

# نجوم و اختر فیزیک مقدماتی (جلد دوم)

## ویرایش چهارم



ترجمه:

دکتر جمشید قنبری

استاد دانشگاه فردوسی مشهد

# فجوم و اخترفیزیک مقدماتی

(جلد دوم)

ویرایش چهارم

ترجمه

دکتر جمشید قنبری

سرشناسه  
عنوان و نام پدیدآور  
وضعیت ویراست  
مشخصات نشر  
مشخصات ظاهری  
شابک  
وضعیت فهرست نویسی  
یادداشت

زلیک، مایکل  
Zeilik, Micheal  
نجوم و اختر فیزیک مقدماتی / مایکل، زلیک. استفان  
گریگوری: مترجم جمشید قنبری  
[ویراست ۲]  
ج ۲  
ج ۱: 8-81-6582-964 ج ۲: 6-6582-82-969  
فیفا  
عنوان اصلی: Introductory, astronomy and astrophysics,  
4th ed, 1998

موضوع  
موضوع  
شناسه افزوده  
شناسه افزوده  
شناسه افزوده  
شناسه افزوده  
رده بندی کنگره  
رده بندی دیویی  
شماره کتابشناسی ملی

نجوم  
فیزیک نجومی  
گرگوری. استیون. ا.  
Gregory, Stephen A.  
قنبری، جمشید، ۱۳۲۸ - ، مترجم  
دانشگاه امام رضا (ع)  
۱۳۸۷ ۳۱۳۹/ز/۳۵ QB  
۵۳۰  
۱۵۳۷۰۰۶



نام کتاب:  
مولفان:  
مترجم:  
ناشر:  
تیراژ:  
قطع:  
تاریخ انتشار:  
صفحات:  
حروفچینی و صفحه آرایی:  
امور فنی و چاپ:  
شابک:

نجوم و اختر فیزیک مقدماتی (جلد دوم)  
مایکل زلیک و استفان گریگوری  
دکتر جمشید قنبری  
دانشگاه امام رضا (ع) - مشهد، صندوق پستی ۹۱۷۳۵-۵۵۳  
۲۰۰۰ نسخه  
وزیری  
(ویرایش چهارم) ۱۳۸۷  
۸۴۴  
جم کامپیوتر - ۸۴۴۶۱۲۹-۰۵۱۱  
مؤسسه چاپ و انتشارات آستان قدس رضوی  
۹۶۴-۶۵۸۲-۸۲-۶

حق چاپ محفوظ است

انتشارات آستان قدس رضوی (شرکت به نشر)

دفتر مرکزی: ص، پ ۹۱۳۷۵/۴۹۶۹، تلفن دفتر بازرگانی مشهد: ۸۵۱۴۸۴، توزیع: ۸۵۱۱۱۷۰، ۷-۸۵۱۱۱۲۶

تلفن دفتر تهران: ۸۸۹۵۱۷۳۹-۸۸۹۶۰۶۲۰-گرجان: ۲۲۶۶۰۶۱- تربت حیدریه: ۲۲۴۰۵۷۰، اصفهان: ۲۲۱۶۰۴۰

# فهرست مطالب

۱۰	.....	مقدمه مترجم
۱۳		<b>بخش پیشگفتار - پیشگفتار فیزیک</b>
۱۴	.....	<b>فصل پ ۱</b>
۱۴	.....	پ ۱- مدارها در منظومه شمسی
۱۴	.....	پ ۱-۱ قوانین کیپلر
۱۵	.....	پ ۱-۲ قوانین نیوتون
۱۶	.....	پ ۱-۳ بردارها
۱۸	.....	پ ۱-۴ مشتقهای زمانی
۲۰	.....	پ ۱-۵ مشتقهای فضائی
۲۱	.....	پ ۱-۶ تکانه و انرژی
۲۲	.....	پ ۱-۷ تکانه زاویه‌ای
۲۳	.....	پ ۱-۸ مساله دو جسمی
۲۸	.....	پ ۱-۹ مدارهای حقیقی
۲۹	.....	پ ۱-۱۰ اصلاحات نسبیتی و دنیای واقعی
۳۰	.....	<b>فصل پ ۲</b>
۳۰	.....	پ ۲ مدارها در خارج از منظومه شمسی
۳۰	.....	پ ۲-۱ سیستمهای گرانشی کروی
۳۲	.....	پ ۲-۲ سرعتهای دایره‌ای و فرار
۳۳	.....	پ ۲-۳ اولین الگوی یک کهکشان مارپیچی
۳۶	.....	پ ۲-۴ تشدیدها
۳۷	.....	پ ۲-۵ قضیه ویریال
۳۸	.....	پ ۲-۶ زمان واهلش
۳۹	.....	پ ۲-۷ واهلش شدید
۴۱	.....	<b>فصل پ ۳</b>
۴۱	.....	پ ۳ نسبیت خاص
۴۱	.....	پ ۳-۱ آزمایش مایکلسون - مورلی
۴۱	.....	پ ۳-۲ تبدیلات لورنتز و گالیله
۴۳	.....	پ ۳-۳ انقباض طول و اتساع زمان
۴۴	.....	پ ۳-۴ ناوردائی اسکالری فاصله فضا - زمان
۴۴	.....	پ ۳-۵ جمع سرعتها
۴۵	.....	پ ۳-۶ انتقال دوپلری نسبیتی
۴۵	.....	پ ۳-۷ جرم، انرژی، و تکانه
۴۷	.....	<b>فصل پ ۴</b>
۴۷	.....	پ ۴ ذرات و نیروها
۴۷	.....	پ ۴-۱ مقدمه

۴۷	پ ۲-۴	بوزونها و فرمیون‌ها
۴۸	پ ۳-۴	لپتونها
۴۸	پ ۴-۴	کوارکها
۴۹	پ ۵-۴	میانجی‌ها و نیروها
۵۰	پ ۶-۴	هادرونها
۵۱		<b>فصل پ ۵</b>
۵۱	پ ۵	ستارگان
۵۱	پ ۱-۵	مقدمه
۵۱	پ ۲-۵	تعادل هیدرواستاتیکی
۵۴	پ ۳-۵	ستارگان نسبی و غیرنسبی
۵۶	پ ۴-۵	سقوط آزاد
۵۶	پ ۵-۵	منشاء ستاره‌ای: فروریزش گرانشی
۵۷	پ ۶-۵	تخمینهای حالت درونی خورشید
۵۸	پ ۷-۵	اندرکنشهای هسته‌ای
۶۰	پ ۸-۵	بررسی توان
۶۱	پ ۹-۵	چرخه CNO
۶۲	پ ۱۰-۵	پنخش تابش
۶۲	پ ۱۱-۵	نوترینوهای خورشیدی
۶۳	پ ۱۲-۵	غولهای سرخ
۶۵	پ ۱۳-۵	وضعیت الکترونها در ستارگان
۶۵	پ ۱۴-۵	معادله حالت
۶۶		<b>فصل پ ۶</b>
۶۶	پ ۶-	فرآیندهای تابش
۶۶	پ ۱-۶	مقدمه
۶۸	پ ۲-۶	شدت
۶۸	پ ۳-۶	تابش پلانک
۷۰	پ ۴-۶	تابش سیکلوترونی
۷۱	پ ۵-۶	تابش هم زمانی
۷۴		<b>فصل پ ۷</b>
۷۴	پ ۷-	کیهان‌شناسی
۷۴	پ ۱-۷	نسبیت عام
۸۱	پ ۲-۷	متریک رابرتسون - واکر و حلها
۸۴	پ ۳-۷	تاریخچه حرارتی جهان
۸۶	پ ۴-۷	انحناء

۹۰ **فصل یازدهم - ستارگان: فواصل و قدرها**

۹۱	۱-۱۱	فواصل تا ستارگان
۹۴	۲-۱۱	مقیاس قدر ستاره‌ای
۹۶	۳-۱۱	قدر مطلق و مدول فاصله

۱۱-۴ قدرها در طول موجهای مختلف ..... ۹۷  
 مفاهیم و معادلات کلیدی ..... ۱۰۹  
 مسائل ..... ۱۰۹

### ۱۱۳ فصل دوازدهم - ستارگان: سیستم‌های دوتایی

۱-۱۲ رده‌بندی سیستم‌های دوتایی ..... ۱۱۴  
 ۲-۱۲ دوتایی‌های مرئی ..... ۱۱۵  
 ۳-۱۲ دوتایی‌های طیف سنجی ..... ۱۲۰  
 ۴-۱۲ دوتایی‌های گرفتی ..... ۱۲۷  
 ۵-۱۲ قطرهای ستاره‌ای تداخل سنجی و دماهای موثر ..... ۱۳۵  
 مفاهیم و معادلات کلیدی ..... ۱۳۹  
 مسائل ..... ۱۴۰

### ۱۴۳ فصل سیزدهم - ستارگان: نمودار هرتسپرونگ - راسل

۱-۱۳ جو ستاره‌ای ..... ۱۴۴  
 ۲-۱۳ رده‌بندی طیف‌های ستاره‌ای ..... ۱۵۰  
 ۳-۱۳ نمودارهای هرتسپرونگ - راسل ..... ۱۵۷  
 مفاهیم و معادلات کلیدی ..... ۱۷۳  
 مسائل ..... ۱۷۳

### بخش سوم - کهکشان راه‌شیری

### ۱۷۸ فصل چهاردهم - کهکشان خودی: یک پیش دوره

۱-۱۴ شکل کهکشان خودی ..... ۱۷۹  
 ۲-۱۴ توزیع ستارگان ..... ۱۸۲  
 ۳-۱۴ جمعیت‌های ستاره‌ای ..... ۱۸۸  
 ۴-۱۴ دینامیک کهکشانی: اشکال مارپیچی ..... ۱۸۹  
 ۵-۱۴ یک الگوی کهکشان خودی ..... ۱۹۲  
 مفاهیم و معادلات کلیدی ..... ۱۹۶  
 مسائل ..... ۱۹۶

### ۲۰۰ فصل پانزدهم - محیط بین ستاره‌ای و تولد ستاره

۱-۱۵ غبار بین ستاره‌ای ..... ۲۰۱  
 ۲-۱۵ گازهای بین ستاره‌ای ..... ۲۱۳  
 ۳-۱۵ شکل‌گیری ستاره‌ای ..... ۲۳۲  
 مفاهیم و معادلات کلیدی ..... ۲۴۹  
 مسائل ..... ۲۴۹

### ۲۵۴ فصل شانزدهم - تحول ستارگان

۱-۱۶ قوانین فیزیکی ساختار ستاره‌ای ..... ۲۵۵  
 ۲-۱۶ الگوهای ستاره‌ای نظری ..... ۲۶۹

۲۷۲	۱۶-۳ تحول ستاره‌ای
۲۸۶	۱۶-۴ تفسیر نمودارهای $H-R$ خوشه‌ها
۲۹۰	۱۶-۵ ترکیب عناصر در ستارگان
۲۹۲	مفاهیم و معادلات کلیدی
۲۹۲	مسائل

## ۲۹۶

### فصل هفدهم - مرگ ستارگان

۲۹۷	۱۷-۱ کوتوله‌های سفید و کوتوله‌های قهوه‌ای
۳۰۹	۱۷-۲ ستاره‌های نوترونی
۳۲۴	۱۷-۳ سیاه چاله‌ها
۳۳۱	مفاهیم و معادلات کلیدی
۳۳۲	مسائل

## ۳۳۷

### فصل هیجدهم - ستارگان متغیر و غیر طبیعی

۳۳۸	۱۸-۱ نامگذاری ستارگان متغیر
۳۴۰	۱۸-۲ ستارگان تپنده
۳۴۶	۱۸-۳ متغیرهای غیر تپنده
۳۵۳	۱۸-۴ جوهای ستاره‌ای گسترده: کاهش جرم
۳۶۰	۱۸-۵ متغیرهای کاتا کلیسمیک و پرتاب کننده
۳۷۹	۱۸-۶ منابع پرتو $X$ دوتایی و متغیر
۳۸۸	مفاهیم و معادلات کلیدی
۳۸۸	مسائل

## ۳۹۲

### فصل نوزدهم - چرخش کهکشانی: حرکت‌های ستاره‌ای

۳۹۳	۱۹-۱ مولفه‌های حرکات ستاره‌ای
۳۹۷	۱۹-۲ استاندارد محلی سکون
۳۹۸	۱۹-۳ خوشه‌های متحرک
۴۰۲	۱۵-۴ چرخش کهکشانی
۴۱۴	مفاهیم و معادلات کلیدی
۴۱۴	مسائل

## ۴۱۸

### فصل بیستم - تحول کهکشان خودی

۴۱۹	۲۰-۱ ساختار کهکشان خودی از دید مطالعات رادیویی
۴۲۶	۲۰-۲ توزیع ستارگان و گاز در کهکشان خودی
۴۴۲	۲۰-۳ تحول ساختار کهکشان خودی
۴۴۷	۲۰-۴ پرتوهای کیهانی و میدانهای مغناطیسی کهکشانی
۴۵۱	مفاهیم و معادلات کلیدی
۴۵۱	مسائل

## بخش چهارم - جهان

۴۵۷

### فصل بیست و یکم - کهکشانهای ورای راه شیری

- ۴۵۸ ..... ۱-۲۱ کهکشانها همان طور که در نور مرئی دیده می‌شوند.
- ۴۷۷ ..... ۲-۲۱ کهکشانها در طول موجهای رادیویی
- ۴۷۹ ..... ۳-۲۱ مشاهدات فرسرخي کهکشانها.
- ۴۷۹ ..... ۴-۲۱ نشر پرتو X از کهکشانهای عادی
- ۴۸۲ ..... ۵-۲۱ بعضی از بررسی‌های نظری پایه
- ۴۸۹ ..... مفاهیم و معادلات کلیدی
- ۴۸۹ ..... مسائل

۴۹۲

### فصل بیست و دوم - قانون هابل و مقیاس فاصله

- ۴۹۳ ..... ۱-۲۲ رابطه دوره تناوب - تابندگی برای قیقاووسی‌ها.
- ۴۹۴ ..... ۲-۲۲ قانون هابل
- ۴۹۹ ..... ۳-۲۲ فواصل تا کهکشانها - مقیاس فاصله
- ۵۱۳ ..... مفاهیم و معادلات کلیدی
- ۵۱۴ ..... مسائل

۵۱۷

### فصل بیست و سوم - ساختار بزرگ مقیاس در جهان

- ۵۱۸ ..... ۱-۲۳ خوشه‌های کهکشانها
- ۵۲۷ ..... ۲-۲۳ آبَر خوشه‌ها
- ۵۴۲ ..... ۳-۲۳ چه چیزی در ورای منطقه احتراز قرار دارد؟
- ۵۴۳ ..... ۴-۲۳ مادهٔ بین کهکشانی
- ۵۴۶ ..... ۵-۲۳ اجرام - مرحله ۳: جرم گمشده؟
- ۵۴۶ ..... ۶-۲۳ خلاصه
- ۵۴۸ ..... مفاهیم و معادلات کلیدی
- ۵۴۹ ..... مسائل

۵۵۲

### فصل بیست و چهارم - کهکشانهای فعال و اختروشها

- ۵۵۳ ..... ۱-۲۴ سازوکارهای تابش
- ۵۵۵ ..... ۲-۲۴ کهکشانهای فعال معتدل
- ۵۵۷ ..... ۳-۲۴ هسته‌های کهکشانی فعال (AGN)
- ۵۷۴ ..... ۴-۲۴ اختروشها: کشف و شرح
- ۵۸۲ ..... ۵-۲۴ مسائل مربوط به اختروشها
- ۵۹۱ ..... مفاهیم و معادلات کلیدی
- ۵۹۲ ..... مسائل

۵۹۷

### فصل بیست و پنجم - کیهان‌شناسی: انفجار بزرگ و ورای آن

- ۵۹۸ ..... ۱-۲۵ گام‌هایی به سوی نسبیت عام
- ۶۰۱ ..... ۲-۲۵ نظریه نسبیت عام انیشتن
- ۶۱۲ ..... ۳-۲۵ توپ آتشین اولیه



۶۱۹	۴-۲۵ الگوی انفجار بزرگ استاندارد
۶۲۰	مفاهیم و معادلات کلیدی
۶۲۲	مسائل

۶۲۵

فصل بیست و ششم - کیهان‌شناسی جدید

۶۲۶	۱-۲۶ مسائل مربوط به الگوی موجود
۶۲۹	۲-۲۶ سنتزهای هسته‌ای کیهانی
۶۳۲	۳-۲۶ فیزیک ذرات
۶۳۵	۴-۲۶ نظریه تورم
۶۳۷	۵-۲۶ شکل‌گیری کهکشانی
۶۴۳	۶-۲۶ انتقال به قرمزهای غیرکیهان‌شناختی
۶۴۴	۷-۲۶ تاریخچه جهان
۶۴۸	۸-۲۶ خلاصه
۶۴۸	مفاهیم و معادلات کلیدی
۶۴۹	مسائل

ضمایم

۶۵۱	ضمیمه ۱
۶۵۶	ضمیمه ۲
۶۵۹	ضمیمه ۳
۶۶۵	ضمیمه ۴
۶۶۹	ضمیمه ۵
۶۷۲	ضمیمه ۶
۶۷۴	ضمیمه ۷
۶۷۶	ضمیمه ۸
۶۷۷	ضمیمه ۹
۷۰۱	ضمیمه ۱۰
۷۱۰	فهرست معانی
۷۸۴	واژه نامه فارسی به انگلیسی
۸۰۸	واژه نامه انگلیسی به فارسی
۸۳۲	نمایه

# بخش پیشگفتار

## پیشگفتار فیزیک



سه حلقه تابان گازی که ابر نو اختر ۱۹۸۷ را احاطه کرده اند .  
تصویر در نور مرئی ( خط نشری هیدروژن - آلفا) با دوربین ۲ میدان گسترده سیاره ای  
در فوریه ۱۹۹۱ م گرفته شده است . ( دکتر کریستوفر بوروس ، ESA/STSCI و ناسا )

## پیشگفتار

### فصل پ ۱

#### پ-۱ مدارها در منظومه شمسی

در این فصل ابتدا ارکان قوانین کپلر<sup>۱</sup> و نیوتون<sup>۲</sup> را مرور می‌کنیم و سپس قسمت‌های حساب برداری و عناصر پایه فیزیک حرکت را بررسی خواهیم کرد. ثانیاً، نشان خواهیم داد که چگونه قوانین نیوتون ما را قادر می‌سازند تا قوانین کپلر را بدست آوریم. هدف این است نشان دهیم که چگونه اصول اولیه (یعنی، نظریه‌ها) به طور طبیعی منتهی به درک نسبتاً کاملی از حرکات قابل مشاهده می‌شوند.

حرکت مداری، که به عنوان یک مساله دو جسمی شناخته شده است، یکی از اشکال بنیادی نجوم می‌باشد، و برای نتایج ما از مدارها برحسب افزایش مقیاس ابعاد، تا اقمار مصنوعی زمین، اقمار طبیعی سیارات (ماهها)، سیارات گردان حول خورشید، خوشه‌های ستاره‌ای، ستارگان گردان حول مرکز کهکشان، و خوشه‌های کهکشانی بکار خواهیم برد. در بزرگترین مقیاسها، تعجبات عمده‌ای بروز می‌کند، و سریعاً با عمده‌ترین مشکل جدی پیش روی اخترفیزیک جدید مواجه می‌شویم - ماده تاریک.

#### پ ۱-۱ قوانین کپلر

در قرن شانزدهم، کپرنیک (بخش ۱-۱) تحولی در فکر ما راجع به الگوی بنیادی منظومه شمسی ایجاد کرد. بعد از آن، با چند استثنای برجسته (نظیر تیکوبراهه<sup>۳</sup>)، جهان علمی الگوهای خورشید مرکزی را انتخاب کرد. بهرحال، الگوهای کپرنیکی رشد قابل ملاحظه‌ای را شامل نشدند جز اینکه تغییری اساسی در فلسفه مربوط به مرکزیت زمین یا خورشید ایجاد کردند. هنوز چیز زیادی راجع به جزئیات مدارهای سیاره‌ای نمی‌دانست تا اینکه کپلر سه قانون خود را

1- Kepler

2- Newton

3- Tycho Brahe

مطرح کرد. این قوانین به صورت زیر هستند (بخش ۱-۲).

قانون ۱ مدارهای سیارات به اشکال بیضی هستند که خورشید در یک کانون قرار دارد. معادله یک بیضی بدین صورت است

$$r = [a(1 - e^2)] / (1 + e \cos \theta)$$

قانون ۲ بردار شعاع (خطی موهومی که خورشید را به یک شیء وصل می‌کند) یک سیاره سطوح مساوی را در زمانهای مساوی جارو می‌کند. این بدان معناست ناحیه پی شکل صفحه مداری که توسط بردار شعاع در یک دوره زمانی مشخص طی می‌شود با سطح جارو شده در هر قسمت دیگر مدار در همان طول زمان برابر می‌باشد. به ویژه، می‌توانید ببینید این بدان معناست که سیاره در حضيض (نقطه نزدیک به خورشید) سریعتر و در اوج (نقطه دور از خورشید) آهسته‌تر حرکت می‌کند.

قانون ۳ (هم چنین به عنوان قانون هماهنگ شناخته شده است) دوره تناوب مداری سیارات رابطه دقیقی با ابعاد مدار خود دارد. خصوصاً،  $P^2 = a^3$ ، که  $P$  و  $a$  دوره تناوب (برحسب سال زمینی) و فاصله متوسط (برحسب واحد نجومی)؛ فاصله متوسط زمین از خورشید AU تعریف می‌شود) می‌باشند.

این قوانین با مفاهیم قدیمی‌تر حرکت سیاره‌ای فرق قابل ملاحظه‌ای دارند. چنین فکر می‌شد که حرکت دایره‌ای یکنواخت بر تمام الگوهای قبلی حکم فرما می‌باشد. با توجه به قوانین جدید کپلر، ما سرانجام دانستیم که سیارات چگونه حرکت می‌کنند، و هنوز این قوانین به طور کلی معتبر می‌باشند؛ انحراف از بیضی بودن در منظومه شمسی کوچک است و آن ناشی از اغتشاشات در مدارها می‌باشد که توسط دیگر سیارات نزدیک و هم‌چنین اصلاحات کوچک نسبیت عام بوجود می‌آید.

## پ ۱-۲ قوانین نیوتون

در انتهای قرن ۱۷، حرکت اجرام روی زمین و در منظومه شمسی به خوبی شناخته شد. پیشرفت ابتدا از نیوتون شروع شد که او نتایج قبلی‌تر را از گالیله<sup>۱</sup> کسب کرد و آنها را به شکل سختی درآورد و قانون اندرکنش‌ها، قانون گرانش، و حساب (همراه با لایب‌نیتز<sup>۲</sup>) را به آنها

افزود.

قوانین نیوتون به صورت زیر می‌باشند (بخشهای ۱-۳ و ۱-۴).

قانون لختی اجرام در سرعت ثابت باقی می‌مانند مگر آنکه تحت تاثیر یک نیروی خارجی خالص قرار گیرند.

قانون دوم  $F = ma$  که  $F$ ،  $m$ ، و  $a$  به ترتیب نیرو (هر نوعی)، جرم لختی (توسط این قانون تعریف شده است)، و شتاب می‌باشد.

قانون اندرکنشها برای هر نیرو، نیروی مساوی ولی در خلاف جهت وجود دارد.

قانون گرانش جهانی

$$F_g = G \left( \frac{m_1 m_2}{r^2} \right) \quad (\text{پ ۱-۱})$$

در اینجا  $F_g$  نیروی گرانی می‌باشد، که همیشه جاذبه‌ای است.  $G$  ثابت گرانشی است؛  $m_1$  و  $m_2$  اجرام گرانشی دو جسم مورد سؤال می‌باشند. (هم ارزی اجرام گرانشی و لختی توسط این نظریه پایه‌گذاری نشده است، اما به طور تجربی و با دقت زیادی تحقیق شده است). سرانجام،  $r$  فاصله مراکز دو جسم می‌باشد.

با استفاده از قوانین نیوتون، درک خواهیم کرد که چرا سیارات به صورتی که توسط کپلر توصیف شد، حرکت می‌کنند. توسعه این مفاهیم توازن این فصل را تشکیل می‌دهد.

پ ۱-۳ بردارها

این مواد مشتمل است بر اطلاعات قابل قبولی از حساب برداری. بعضی از عناصر اولیه بردارها را مجدداً مرور خواهیم کرد اما تمایلی نداریم که آن مقدمه کاملی از موضوع باشد. بعضی از ابزار نمادین استاندارد مربوط به بردارها، نظیر زیر را، انتخاب می‌کنیم:

بردارها به صورت برجسته مشخص می‌شوند.

اسکالرها به صورت عادی خواهند بود.

بردارهای واحد به صورت برجسته و علامت کلاه در بالای نماد مشخص می‌شوند.

مشتقهای زمانی یا با استفاده از  $dt$  به طور واضح نشان داده می‌شوند و یا توسط نقطه‌ای در

بالای نماد، مشتقهای زمانی دوم ممکن است دو نقطه داشته باشند.

ممکن است از دو روش جایجا شدنی برای نمایش بردارها استفاده کنیم. مثلاً،

$\vec{V} = (V_x, V_y, V_z)$  روی مولفه‌ها تاکید دارد، و  $\vec{V} = V_x \hat{x} + V_y \hat{y} + V_z \hat{z}$  بر مختصات تاکید می‌کند، اما هر دو هم‌ارز می‌باشند.

ضرب بردارها در اسکالرها شرکت‌پذیر، و جمع دو بردار جابجا شدنی و شرکت‌پذیر می‌باشند. بنابراین، عبارات زیر درست می‌باشند:

$$(ab)\vec{V} = a(b\vec{V})$$

$$\vec{V}a = a\vec{V}$$

$$\vec{V} + \vec{U} = \vec{U} + \vec{V}$$

$$(\vec{V} + \vec{U}) + \vec{W} = \vec{V} + (\vec{U} + \vec{W})$$

$$a(\vec{V} + \vec{U}) = a\vec{V} + a\vec{U}$$

$$(a + b)\vec{V} = a\vec{V} + b\vec{V} \quad (\text{پ ۱-۲})$$

دو روش برای ضرب بردارها داریم. اول، ضرب نقطه‌ای، که به صورت  $\vec{V} \cdot \vec{U}$  نوشته می‌شود؛ تعریف هندسی آن  $\vec{V} \cdot \vec{U} = VU \cos \alpha$  می‌باشد. به شکل مولفه‌ای،  $\vec{V} \cdot \vec{U} = V_x U_x + V_y U_y + V_z U_z$ . توجه کنید که نتایج این ضرب از دو بردار یک اسکالر است. یک مثال فیزیکی معادله کار انجام شده می‌باشد هنگامی که نیرو در یک فاصله اثر می‌گذارد؛  $W = \vec{f} \cdot \vec{d}$ .

نوع دوم ضرب دو بردار یک بردار سوم را تولید می‌کند. این نمونه ضرب ضربداری می‌باشد. تعریف هندسی آن  $|\vec{V} \times \vec{U}| = VU \sin \theta$  می‌باشد که جهت آن توسط قاعده دست - راست داده می‌شود. به شکل مولفه‌ای،

$$\vec{V} \times \vec{U} = [(V_y U_z - V_z U_y) \hat{x}$$

$$+ (V_z U_x - V_x U_z) \hat{y} +$$

$$(V_x U_y - V_y U_x) \hat{z}] \quad (\text{پ ۱-۳})$$

ضرب ضربداری دارای خصوصیات زیر است:

$$\vec{V} \times \vec{U} = -\vec{U} \times \vec{V}$$

$$(c\vec{V}) \times \vec{U} = \vec{V} \times (c\vec{U}) = c(\vec{V} \times \vec{U})$$

$$\vec{V} \times (\vec{U} + \vec{W}) = (\vec{V} \times \vec{U}) + (\vec{V} \times \vec{W})$$

$$\vec{V} \times \vec{V} = 0 \quad (\text{پ ۴-۱})$$

مثال مهمی از ضرب ضربدری حالت مربوط به ذره باردار متحرک در یک میدان مغناطیسی می‌باشد؛ در اینجا  $\vec{F} = q \vec{V} \times \vec{B}$ . حرکت توصیف شده توسط این معادله یک چرخش است؛ مثلاً، الکترونی که به طور عمود بر میدان مغناطیسی حرکت می‌کند، در یک حرکت دایره‌ای پیش خواهد رفت - اگر الکترون هم چنین مولفه سرعتی موازی با میدان داشته باشد، حرکت مارپیچی خواهد بود. همان طور که بعداً خواهیم دید، این چنین حرکتی دارای اهمیت بسیار زیادی در حوزه اختر فیزیک رادیوئی می‌باشد.

ما آزاد هستیم تا سیستم مختصات را برای انطباق به مسائل مختلف تغییر دهیم - فیزیک یک مساله نبایستی توسط مختصات پوشانده شود. در نیروی مرکزی یا مساله دو جسمی، مختصات قطبی از مختصات دکارتی مناسبتر است، و روابط زیر را بین آنها داریم:

$$\begin{aligned} r &= \sqrt{x^2 + y^2} \\ \theta &= \tan^{-1} \left( \frac{y}{x} \right) \\ x &= r \cos \theta, \quad y = r \sin \theta \end{aligned} \quad (\text{پ ۵-۱})$$

بسیار مفید بنظر می‌رسد که بردارهای واحد را در سیستم مختصات قطبی بنویسیم

$$\begin{aligned} \hat{r} &= \cos \theta \hat{x} + \sin \theta \hat{y} \\ \hat{\theta} &= -\sin \theta \hat{x} + \cos \theta \hat{y} \\ \frac{d\hat{r}}{d\theta} &= \hat{\theta} \\ \frac{d\hat{\theta}}{d\theta} &= -\hat{r} \end{aligned} \quad (\text{پ ۶-۱})$$

با استفاده از این نماد، توجه کنید که

$$\vec{r} = r \hat{r}(\theta) \quad (\text{پ ۷-۱})$$

### پ ۴-۱ مشتقهای زمانی

در مختصات دکارتی، یک راه مفید برای فکر کردن در مورد حرکت یک ذره این است که مختصات  $x, y$  توابع پیوسته‌ای از پارامتر در حال تغییر می‌باشند. مثلاً، می‌توانیم فکر کنیم که بردار مکان  $\vec{r}$  تابعی از مختصات، بردارهای واحد، و زمان است.

$$\vec{r} = x(t)\hat{x} + y(t)\hat{y}$$

ابزار طبیعی برای بیان حرکت در فیزیک بوسیله دیفرانسیل یا مشتق می‌باشد. صورت‌های مختلف بیان سرعت به صورت زیر است:

$$\vec{V} = \frac{d\vec{r}}{dt} = \dot{\vec{r}} = \frac{dx}{dt}\hat{x} + \frac{dy}{dt}\hat{y} \quad (\text{پ ۸-۱})$$

ممکن است به مولفه‌های متفاوت سرعت علاقمند باشیم، و آنها بدین صورت (مجدداً در مختصات دکارتی) بیان می‌شوند

$$V_x = \frac{dx}{dt} \quad \text{و} \quad V_y = \frac{dy}{dt}$$

علاوه بر سرعت، که مشتق اول مختصات مکان است، از شتاب که مشتق دوم مکان است، استفاده می‌کنیم.

$$\vec{a} = \frac{d\vec{V}}{dt} = \dot{\vec{r}} = \left(\frac{d^2x}{dt^2}\right)\hat{x} + \left(\frac{d^2y}{dt^2}\right)\hat{y} \quad (\text{پ ۹-۱})$$

اکنون با استفاده از قاعده زنجیره‌ای دیفرانسیل سرعت را برحسب بردارهای واحد قطبی پیدا می‌کنیم:

$$\begin{aligned} \vec{V} &= \left(\frac{d}{dt}\right)[r\hat{r}(\theta)] \\ &= \frac{dr}{dt}\hat{r}(\theta) + r\left[\frac{d\hat{r}}{d\theta}\right]\left(\frac{d\theta}{dt}\right) \\ \vec{V} &= \dot{r}\hat{r}(\theta) + r\dot{\theta}\hat{\theta} \end{aligned} \quad (\text{پ ۱۰-۱})$$

با گرفتن مشتق دوم نسبت به زمان:

$$\begin{aligned} \vec{a} &= \frac{d\vec{V}}{dt} \\ &= \ddot{r}\hat{r} + \dot{r}\left(\frac{d\hat{r}}{d\theta}\right)\left(\frac{d\theta}{dt}\right) + \dot{r}\dot{\theta}\hat{\theta} \\ &\quad + r\ddot{\theta}\hat{\theta} + r\dot{\theta}\left(\frac{d\hat{\theta}}{d\theta}\right)\left(\frac{d\theta}{dt}\right) \end{aligned} \quad (\text{پ ۱۱-۱})$$

از جمع جملات،

$$\vec{a} = (\ddot{r} - r\dot{\theta}^2)\hat{r} + (r\ddot{\theta} + 2\dot{r}\dot{\theta})\hat{\theta} \quad (\text{پ ۱۲-۱})$$

با نگاه دقیق در جمله‌ای که در  $\hat{r}$  ضرب شده، در می‌یابیم که عنصر اول این جمله به وضوح شتاب در راستای  $r$  از تعریف مشتق زمانی دوم نتیجه می‌شود، اما قسمت دوم واضح نیست؛ این قسمت شتاب مرکز گرا می‌باشد. یک مولفه شعاعی در شتاب وجود دارد که به مولفه سرعت در جهت  $\theta$  وابسته است.



مشابهاً، بخش اول مولفه  $\theta$  شتاب واضح است زیرا آن مشتق زمانی دوم  $\theta$  می باشد، اما قسمت دوم به مشتق زمانی اول  $r$  و  $\theta$  بستگی دارد. این جمله دوم شتاب کوریولیس می باشد. هم چنین توجه داشته باشید که با صفر قرار دادن  $\dot{r}$  و  $\dot{\theta}$ ، نتیجه می شود

$$a_r = \frac{(r\dot{\theta})^2}{r} = -\frac{V_{\theta}^2}{r} \quad (\text{پ ۱-۱۳})$$

که از فیزیک مقدماتی حرکت دایره ای آشنا می باشد.

### پ ۱-۵ مشتقهای فضائی

اگر تابع اسکالر  $f(x, y, z)$  را داشته باشیم، می توان یک بردار مفید، شیب، از آن بدست آورد:

$$\begin{aligned} \text{grad } f &= \left( \frac{\partial f}{\partial x}, \frac{\partial f}{\partial y}, \frac{\partial f}{\partial z} \right) \\ &= \hat{x} \left( \frac{\partial f}{\partial x} \right) + \hat{y} \left( \frac{\partial f}{\partial y} \right) + \hat{z} \left( \frac{\partial f}{\partial z} \right) \end{aligned} \quad (\text{پ ۱-۱۴})$$

$\text{grad } f$  برداری است که جهت آن بگونه ای است که  $f(x, y, z)$  به سرعت تغییر می کند؛ مقدار آن مشتق جهتی  $f$  می باشد - آهنگ افزایش  $f$  در واحد طول در جهت  $\text{grad } f$ . دیفرانسیل  $f$  برابر است با

$$df = \left( \frac{\partial f}{\partial x} \right) dx + \left( \frac{\partial f}{\partial y} \right) dy + \left( \frac{\partial f}{\partial z} \right) dz \quad (\text{پ ۱-۱۵})$$

می توانیم عملگری نمایش دهیم،  $\nabla$  - دل نامیده می شود، که به صورت زیر نوشته می شود

$$\vec{\nabla} = \hat{x} \left( \frac{\partial}{\partial x} \right) + \hat{y} \left( \frac{\partial}{\partial y} \right) + \hat{z} \left( \frac{\partial}{\partial z} \right) \quad (\text{پ ۱-۱۶})$$

یک استفاده از  $\nabla$  به صورت  $\text{grad } f = \vec{\nabla} f$  می باشد؛  $\vec{\nabla}$  یک بردار نیست اگر چه آن دارای خصوصیات جبری فراوانی از بردارها می باشد. برای مثال، اگر  $f$  و  $g$  تابع و  $a$  یک ثابت باشند، آنگاه  $\vec{\nabla}(f+g) = \vec{\nabla}(f) + \vec{\nabla}(g)$  و  $\vec{\nabla}(af(x, y, z)) = a\vec{\nabla}f(x, y, z)$ . بهر حال،  $\vec{\nabla}(fg) = g\vec{\nabla}f(x, y, z) + f\vec{\nabla}g(x, y, z)$ ، و در اینصورت آن متفاوت با بردارها رفتار می کند.

$\vec{\nabla}$  را برای خلق بردارهای مفید مختلف و یک اسکالر مهم به هنگام عمل کردن آن روی توابع، بکار می بریم. هم اکنون بردار  $\text{grad } f$  را دیده اید؛ شکل اسکالری آن  $\vec{\nabla} \cdot \vec{V}$  است، که  $\vec{V}$  بیانگر هر برداری می باشد. (به شباهت با ضرب داخلی معمولی بردارها توجه کنید.) این اسکالر واگرایی یا  $\text{div}$  نامیده می شود که در مختصات دکارتی برابر است با

$$\begin{aligned} \operatorname{div} \vec{V} &= \vec{\nabla} \cdot \vec{V} \\ &= \frac{\partial V_x}{\partial x} + \frac{\partial V_y}{\partial y} + \frac{\partial V_z}{\partial z} \end{aligned} \quad (\text{پ ۱۷-۱})$$

دومین بردار مهم که با استفاده از  $\nabla$  می‌تواند خلق شود چرخش یک بردار است:

$$\begin{aligned} \operatorname{Cul} \vec{V} &= \vec{\nabla} \times \vec{V} \\ &= \left( \frac{\partial V_z}{\partial y} - \frac{\partial V_y}{\partial z} \right) \hat{x} \\ &\quad + \left( \frac{\partial V_x}{\partial z} - \frac{\partial V_z}{\partial x} \right) \hat{y} \\ &\quad + \left( \frac{\partial V_y}{\partial x} - \frac{\partial V_x}{\partial y} \right) \hat{z} \end{aligned} \quad (\text{پ ۱۸-۱})$$

در اینجا به شباهت با ضرب خارجی بردارها توجه کنید. مفهوم فیزیکی چرخش به بهترین شکل توسط قضیه استوکس<sup>۱</sup> نمایش داده می‌شود که آن اندازه گستره‌ای است که بردار حول یک نقطه می‌گردد. یک مثال عالی، گردش میدان مغناطیسی حول یک سیم می‌باشد.

در مختصات کروی  $\nabla$  به صورت زیر داده می‌شود

$$\vec{\nabla} = \hat{r} \left( \frac{\partial}{\partial r} \right) + \frac{\hat{\theta}}{r} \left( \frac{\partial}{\partial \theta} \right) + \left[ \frac{\hat{\phi}}{r \sin \theta} \left( \frac{\partial}{\partial \phi} \right) \right] \quad (\text{پ ۱۹-۱})$$

## پ ۱-۶ تکانه و انرژی

با استفاده از نتایج بخش بردارها، می‌توان قانون دوم نیوتون را به صورت زیر نوشت

$$\vec{F} = m \frac{d^2 \vec{r}}{dt^2} \quad (\text{پ ۲۰-۱})$$

تعریف پایه تکانه خطی بدین صورت است

$$\vec{P} = m \vec{V} \quad (\text{پ ۲۱-۱})$$

بنابراین، می‌توان معادله (پ ۲۰-۱) را مجدداً به صورت زیر نوشت

$$\vec{F} = m \vec{V} \cdot \vec{P}$$

اکنون توجه کنید که می‌توان ضرب داخلی طرفین در  $\vec{V}$  را تشکیل داد:

$$\vec{F} \cdot \vec{V} = m \vec{V} \cdot \frac{d\vec{V}}{dt} = \frac{1}{2} m \left[ \frac{d}{dt} (V^2) \right]$$

$$= \frac{d}{dt} \left( \frac{1}{2} m V^2 \right) \quad (\text{پ ۱-۲۲})$$

یک تعریف اساسی برای انرژی جنبشی یک ذره بدینصورت است:

$$K = \frac{1}{2} m V^2 \quad (\text{پ ۱-۲۳})$$

توجه کنید که جمله طرف راست معادله (پ ۱-۲۲) مشتق زمانی  $K$  می‌باشد. بنابراین با انتگرال‌گیری از طرفین نسبت به  $dt$  داریم

$$\begin{aligned} K_2 - K_1 &= \frac{1}{2} m V_2^2 - \frac{1}{2} m V_1^2 \\ &= \int_{t_1}^{t_2} \vec{F} \cdot \vec{V} dt = \int_{\vec{r}_1}^{\vec{r}_2} \vec{F} \cdot d\vec{r} \quad (\text{پ ۱-۲۴}) \end{aligned}$$

آخرین جمله معادله (پ ۱-۲۴) برابر با کار انجام شده توسط نیروی خالص وارد بر ذره می‌باشد، و برابر است با افزایش انرژی جنبشی ذره.

اگر نیرو تابع موقعیت و زمان و نه سرعت باشد، آنگاه می‌توان نوشت

$$F_x(\vec{r}, t) = - \frac{\partial V(\vec{r}, t)}{\partial x} \quad (\text{پ ۱-۲۵})$$

تابع  $V(\vec{r}, t)$  در معادله (پ ۱-۲۵) پتانسیل ذره می‌باشد. برای مساله دو جسمی، عموماً انرژی پتانسیل تابعی از زمان نیست و به صورت زیر می‌باشد

$$V = - \frac{G m_1 m_2}{|\vec{r}_1 - \vec{r}_2|} \quad (\text{پ ۱-۲۶})$$

تفاوت‌های انرژی پتانسیل فقط در مسائل وارد می‌شود؛ در مساله دو جسمی عموماً وقتی دو جسم در فاصله بینهایت از هم باشند  $V = 0$  است، اما مورد نیاز نیست.

انرژی کل یک ذره به صورت زیر تعریف می‌شود

$$E_{tot} = K + V \quad (\text{پ ۱-۲۷})$$

اگر نیرو به زمان بستگی نداشته باشد، آن را یک نیروی پایستار می‌نامند، و  $E_{tot}$  نسبت به زمان ثابت خواهد بود.

### پ ۱-۷ تکانه زاویه‌ای

تکانه زاویه‌ای [بخش ۱-۵ (الف)] به صورت حاصلضرب فاصله یک ذره تا نقطه‌ای که تکانه زاویه‌ای حول آن بررسی می‌شود در مولفه تکانه خطی عمود بر خط واصل بین ذره و

مبداء تعریف می‌شود.

$$L = rmV_{\theta} = mr^2\dot{\theta} \quad (\text{پ ۱-۲۸})$$

با نماد برداری،

$$\vec{L} = \vec{r} \times \vec{P} \quad (\text{پ ۱-۲۹})$$

به معادله (پ ۱-۲۸) توجه کنید که

$$\frac{dL}{dt} = \gamma mr\dot{r}\dot{\theta} + mr^2\ddot{\theta} \quad (\text{پ ۱-۳۰})$$

برحسب مختصات قطبی، نیرو برابر است با  $\vec{F} = F_r\hat{r} + F_{\theta}\hat{\theta}$  بنابراین، از قانون دوم نیوتن و معادله (پ ۱-۱۲) داریم

$$ma_r = m\ddot{r} - mr\dot{\theta}^2 = F_r$$

$$ma_{\theta} = mr\ddot{\theta} + \gamma mr\dot{\theta} = F_{\theta} \quad (\text{پ ۱-۳۱})$$

با مقایسه معادلات (پ ۱-۳۰) و (پ ۱-۳۱)، نتیجه می‌شود

$$\frac{dL}{dt} = \left(\frac{d}{dt}\right)mr^2\dot{\theta} = rF_{\theta} = N \quad (\text{پ ۱-۳۲})$$

کمیت  $rF_{\theta} = N$  مقدار گشت‌آور نیرو حول مبداء می‌باشد.

### پ ۱-۸ مساله دو جسمی

اکنون آماده‌ایم تا مساله موردنظر را تنظیم کرده و حل کنیم - آن مساله مربوط به دو جرم چرخان حول یکدیگر و تحت تاثیر نیروی گرانشی می‌باشد.

ابتدا، به شکل قانون گرانش نیوتون که یک نیروی مرکزی است، توجه کنید. (مفهوم نیروهای مرکزی عمومی‌تر از آن چیزی است که در اینجا بررسی می‌شود. به عناصری که از کارهای ما نتیجه می‌شوند و با مساله عمومی‌تر قابل قیاس‌اند، توجه کنید.)

$$\vec{F} = F(r)\hat{r} \quad (\text{پ ۱-۳۳})$$

در بخش (پ ۱-۷)، توجه کنید که گشت‌آور برابر است با

$$\vec{N} = (\vec{r} \times \vec{r})F(r) = 0 \quad (\text{پ ۱-۳۴})$$

بنابراین، از معادله (پ ۱-۳۲) می‌بینیم که

$$\frac{d\vec{L}}{dt} = 0 \quad (\text{پ ۱-۳۵})$$

از این نتیجه، می‌فهمیم که تکانه زاویه‌ای پایسته است؛ آن یک ثابت حرکت است. هم چنین،

توجه کنید که این نتیجه به خصوص دلالت بر آن دارد که  $\vec{L} = \vec{r} \times \vec{P}$  یک ثابت است. بنابراین، هر دو بردار  $\vec{r}$  و  $\vec{V}$  بایستی همواره در یک صفحه ثابت و عمود بر  $\vec{L}$  قرار داشته باشند. در نتیجه، مساله دو جسمی می تواند در مختصات قطبی، نه کروی، حل شود.

ثابت دوم حرکت را با توجه به اینکه نیروی گرانشی برابر با شیب انرژی پتانسیل گرانشی است، پیدا می کنیم.

$$\vec{F}_{12} = -\vec{\nabla}_{\vec{r}_1} V \quad (\text{پ ۱-۳۶})$$

و با استفاده از قانون دوم نیوتون، به وضوح برای  $\vec{F}_{12}$  و  $\vec{F}_{21}$  می نویسیم

$$\vec{F}_{12} = m_1 \vec{r}_1'' = -\vec{\nabla}_{\vec{r}_1} V$$

و

$$\vec{F}_{21} = m_2 \vec{r}_2'' = -\vec{\nabla}_{\vec{r}_2} V \quad (\text{پ ۱-۳۷})$$

با ضرب داخلی این دو معادله به ترتیب در  $\vec{r}_1$  و  $\vec{r}_2$  و افزودن آنها به هم، نتیجه می شود

$$m_1 \vec{r}_1 \cdot \vec{r}_1'' + m_2 \vec{r}_2 \cdot \vec{r}_2'' + \vec{r}_1 \cdot \vec{\nabla}_{\vec{r}_1} V + \vec{r}_2 \cdot \vec{\nabla}_{\vec{r}_2} V = 0 \quad (\text{پ ۱-۳۸})$$

که به صورت زیر می تواند مجدداً نوشته شود

$$\left(\frac{d}{dt}\right) \left[ \left(\frac{1}{2}\right) m_1 \vec{r}_1'^2 \right] + \left(\frac{d}{dt}\right) \left[ \left(\frac{1}{2}\right) m_2 \vec{r}_2'^2 \right] + \frac{dV_1}{dt} + \frac{dV_2}{dt} = 0 \quad (\text{پ ۱-۳۹})$$

بنابراین، سرانجام،

$$\left(\frac{d}{dt}\right) [K + V] = \frac{dE_{tot}}{dt} = 0 \quad (\text{پ ۱-۴۰})$$

همان طور که انتظار می رود، انرژی کل پایسته می باشد [بخش ۱-۵ (د) !]

به علت اینکه هم اکنون نشان دادیم حرکت در یک صفحه است، قانون دوم نیوتون و قانون گرانش را به طور جداگانه در جهت های  $\hat{r}$  و  $\hat{\theta}$  ترکیب کرده، سپس با استفاده از معادله (پ ۱-۱۲)، و در جهت  $\hat{r}$  به صورت

$$\ddot{r} - r\dot{\theta}^2 = -\frac{\partial V}{(m\partial r)} \quad (\text{پ ۱-۴۱})$$

و در جهت  $\hat{\theta}$  به صورت زیر می نویسیم

$$r\ddot{\theta} + 2\dot{r}\dot{\theta} = -\frac{\partial V}{(mr\partial\theta)} = 0 \quad (\text{پ ۱-۴۲})$$

می توانیم با هر یک از معادلات (پ ۱-۴۱) و (پ ۱-۴۲) کار کنیم، اما معادله دوم ساده تر است. یک تغییر متغیر در مختصات با استفاده از  $u = \frac{1}{r}$  انجام می دهیم. سپس

$$\begin{aligned} \dot{r} &= -\left(\frac{1}{u^2}\right)\left(\frac{du}{d\theta}\right)\dot{\theta} = -r^2\dot{\theta}\left(\frac{du}{d\theta}\right) \\ &= -\left(\frac{L}{m}\right)\left(\frac{du}{d\theta}\right) \end{aligned} \quad (\text{پ ۴۳-۱})$$

$$\begin{aligned} \ddot{r} &= -\left(\frac{L}{m}\right)\left(\frac{d^2u}{d\theta^2}\right)\dot{\theta} \\ &= -\left(\frac{L^2u^2}{m^2}\right)\left(\frac{d^2u}{d\theta^2}\right) \end{aligned} \quad (\text{پ ۴۴-۱})$$

بنابراین

$$\frac{d^2u}{d\theta^2} = -u - \frac{mk}{L^2} \quad (\text{پ ۴۵-۱})$$

که

$$K = -Gm_1m_2$$

اکنون، این یک معادله دیفرانسیل است تا حل شود. توجه کنید که معادله در  $L = 0$  رفتاری غیر عادی دارد، اما از معادله (پ ۲۸-۱)، دیده می‌شود که این حالت حرکت را در امتداد یک خط راست تعریف می‌کند که از مبدا می‌گذرد (یعنی، یک مدار شعاعی).

حل معادله (پ ۴۵-۱) بدینصورت است

$$u = \frac{1}{r} = -\frac{mk}{L^2} + C \cos(\theta - \theta_0) \quad (\text{پ ۴۶-۱})$$

$$C = \sqrt{\frac{m^2k^2}{L^2} + \frac{2mE}{L^2}} \quad \text{که}$$

به وضوح برای  $r$ ، نتیجه می‌گیریم

$$r = \left[-\frac{mk}{L^2} + C \cos(\theta - \theta_0)\right]^{-1} \quad (\text{پ ۴۷-۱})$$

که شکلی از معادله یک مقطع مخروطی می‌باشد. یک شکل نمونه برای یک بیضی بدینصورت است

$$r = [a(1 - e^2)] / (1 + e \cos \theta) \quad (\text{پ ۴۸-۱})$$

که  $a$  نیم محور بلند و  $e$  خروج از مرکز می‌باشد. برای یک سهمی (که  $e = 1$ )، شکل نمونه بدینصورت است

$$r = \frac{2p}{(1 + \cos \theta)} \quad (\text{پ ۴۹-۱})$$

و برای یک هذلولی داریم

$$r = [a(e^2 - 1)] / (1 + e \cos \theta) \quad (\text{پ ۱-۵۰})$$

حلی که پیدا کرده‌ایم عمومی‌تر از قانون اول کپلر می‌باشد. اکنون می‌بینیم که یک مدار ممکن است یکی از سه مقطع مخروطی باشد. البته، کپلر این موضوع را به طور مشاهده‌ای پیدا نکرد زیرا حل‌های سهمی و هذلولی وار منجر به مدارهایی می‌شوند که اجرام منظومه شمسی را ترک می‌کنند.

اکنون قانون دوم کپلر را تجربه می‌کنیم. از تحلیل مستقیم هندسی، داریم

$$\frac{dA}{dt} = \left(\frac{1}{r}\right) r^2 \left(\frac{d\theta}{dt}\right) \quad (\text{پ ۱-۵۱})$$

که برابر است با

$$\frac{dA}{dt} = \frac{rL}{m} \quad (\text{پ ۱-۵۲})$$

اما تکانه زاویه‌ای در مساله دو جسمی ثابت است بنابراین  $\frac{dA}{dt}$  یک ثابت می‌باشد! این نتیجه یک بیان جدید از قانون دوم کپلر می‌باشد.

برای امتحان قانون هماهنگی، مرکز جرم سیستم دو جسمی را بررسی می‌کنیم.  $m_1$  را در فاصله  $r_1$  از مرکز جرم و جسم به جرم  $m_2$  رادر فاصله  $r_2$  از مرکز جرم می‌گیریم. نیروی مرکزگرا برای جسم ۱ به صورت زیر داده می‌شود

$$F_1 = m_1 V_1^2 / r_1 = 4\pi^2 m_1 r_1 / P^2 \quad (\text{پ ۱-۵۳})$$

که  $P$  دوره تناوب مداری و، البته، برای هر دو جسم یکسان است. چون بر اساس قانون سوم نیوتون  $F_1 = F_2$ ، می‌بینیم که

$$\frac{r_1}{r_2} = \frac{m_2}{m_1} \quad (\text{پ ۱-۵۴})$$

اگر  $a = r_1 + r_2$  بنامیم، آنگاه

$$r_1 = m_2 a / (m_1 + m_2) \quad (\text{پ ۱-۵۵})$$

این نتیجه منجر می‌شود به

$$F_{grav} = \frac{Gm_1 m_2}{a^2} = 4\pi^2 m_2 r_2 / P^2 \quad (\text{پ ۱-۵۶})$$

و

$$P^2 = \left[ \frac{4\pi^2 a^3}{Gm_2} \right] \left[ \frac{m_2 a}{(m_1 + m_2)} \right] \quad (\text{پ ۱-۵۷})$$

سرانجام، به قانون سوم کپلر می‌رسیم [بخش‌های ۱-۵ (ب)، ۲-۳ (الف)، ۶-۵ و ۱۲-۲

:(الف)

$$P^2 = \frac{4\pi^2 a^3}{[G(m_1 + m_2)]} \quad (\text{پ } ۵۸-۱)$$

اکنون اجازه دهید بررسی‌های بیشتری روی انرژی و نیروی مساله دو جسمی انجام دهیم. برای نیروی گرانشی، انرژی پتانسیل به صورت زیر داده می‌شود

$$V(r) = -\frac{Gm_1m_2}{r} \quad (\text{پ } ۵۹-۱)$$

این رابطه انرژی لازم برای گرد هم آوردن سیستم را که دو جرم حرکت را از بینهایت دور از هم شروع کرده باشند، نشان می‌دهد؛  $V(\infty) = 0$  قرار می‌دهیم. علامت منفی نشان می‌دهد که نیرو جاذبه است، و انرژی پتانسیل هنگامی که اجرام مجاز به نزدیکتر شدن به هم باشند، کمتر از صفر می‌شود.

سپس، اجازه دهید به قانون دوم نیوتون که به خصوص برای مساله دو جرمی بکار می‌رود، برگردیم. به خاطر آورید که  $F = ma$ ،  $F_\theta = 0$  را در معادله (پ ۱-۱۲) بکار می‌بریم و از معادله (پ ۱-۲۸) کمک می‌گیریم (تعریف تکانه زاویه‌ای):

$$ma = m(\ddot{r} - r\dot{\theta}^2)$$

$$= m\ddot{r} - \frac{L^2}{(mr^3)} = F(r) \quad (\text{پ } ۶۰-۱)$$

در اینجا توجه کنید که استفاده از  $L$ ، که یک ثابت است،  $\theta$  را از معادله حذف کرده است. با انتقال جمله  $L$  به طرف راست، در می‌یابیم که

$$m\ddot{r} = F(r) + \frac{L^2}{mr^3} \quad (\text{پ } ۶۱-۱)$$

این معادله شبیه به معادله حرکت در یک بعد می‌باشد. آن به شکلی است که جسم تحت تاثیر نیروی گرانش باضافه یک نیروی اضافی در حال حرکت است. توجه کنید که جمله دوم یک نیروی واقعی نیست؛ آن درست قسمتی از جرم ضریب شتاب در یک چهارچوب شتابدار می‌باشد. این مثالی از یک نیروی تخیلی است؛ گاهی اوقات آن را نیروی گریز از مرکز می‌نامیم. توجه داشته باشید که نیروی مرکز‌گرا، که این نیروی جهت یافته به طرف داخل، برای مثال، یک جسم را در مدار نگه می‌دارد یا کشش در یک سیم متصل به یک توپ در حال گردش را بوجود می‌آورد، حقیقی است.

اگر انرژی پتانسیل موثر معادله (پ ۱-۶۱) را تجربه کنیم، به رابطه زیر می‌رسیم



$$V_{eff} = - \int F(r) dr - \int \left( \frac{L^2}{mr^3} \right) dr = V(r) + \frac{L^2}{2mr^2}$$

توجه کنید که  $V(r)$  منفی است، بنابراین انرژی پتانسیل موثر در  $r$  بزرگ منفی و در  $r$  کوچک مثبت است (اگر  $L > 0$ ). اگر مقدار مطلق انرژی جنبشی جسم کمتر از کمینه انرژی پتانسیل موثر باشد، آنگاه انرژی کل منفی است و ذره را مقید می‌نامند. مقادیر مجاز  $r$  می‌تواند با رسم انرژی پتانسیل موثر و انرژی کل بر حسب  $r$  دیده شود؛ این همان حرکت بیضی وار توصیف شده توسط قانون اول کپلر می‌باشد:  $r_{min}$  و  $r_{max}$  به ترتیب قرین و بعید خورشیدی نام‌گذاری می‌شوند.

اگر  $E_{tot} = 0$ ، آنگاه حرکت غیر مقید می‌شود، و مسیر سهمی توصیف شده قبلی می‌باشد. از طرف دیگر، اگر  $E_{tot} > 0$ ، مسیر یک هذلولی خواهد بود. به وضوح، اجرامی با مدارهای غیر مقید بایستی نادر باشند؛ آنها منظومه شمسی را پس از عبور از بعید خورشیدی ترک می‌کنند. بهر صورت، این وضعیت برای بعضی از دنباله‌دارها رخ می‌دهد. دنباله‌دارها در ابر ارت<sup>۱</sup> ممکن است دارای  $10000 \text{ AU} \approx a$  باشند، و آنها به ندرت از نظر گرانشی به خورشید وابسته‌اند. گهگاهی، آنها هنگام عبور از نزدیک مشتری به انرژی خود می‌افزایند، و این می‌تواند به یک انرژی کل مثبت منجر شود؛ مدار آنها از بیضی به سهمی یا هذلولی تغییر می‌کند.

### پ ۱-۹ مدارهای حقیقی

اگر چه مساله مدارها در دو بعد می‌تواند حل شود، ولی اساساً آن یک سیستم سه بعدی است. نمی‌توانیم صفحه مدارها را اختیاری انتخاب کنیم. بنابراین، حل بدست آمده از انتگرال‌گیری از یک معادله دیفرانسیل مرتبه دو در سه بعد شامل شش ثابت خواهد بود. ضروری است این شش ثابت تعیین شوند تا یک مدار واقعی کاملاً مشخص شود. در منظومه شمسی، این ثابتها به طور نمونه به صورت زیر می‌باشند:

$$a = \text{نیم محور بلند}$$

$$e = \text{خروج از مرکز}$$

$$\tau = \text{زمان عبور از قرین خورشیدی}$$

$$i = \text{تماایل (نسبت به صفحه دایرة البروج)}$$

$$\theta = \text{عرض اوج گرفتن گره}$$

$$\omega = \text{عرض قرین خورشیدی}$$

## پ ۱-۱۰ اصلاحات نسبیتی و دنیای واقعی

در منظومه شمسی واقعی، مدار سیارات کاملاً بیضی نیست. اندرکنشهای گرانشی متقابل سیارات آشفته‌گیهای کوچکی در مساله دو جسم (خورشید و سیاره) تولید می‌کند. بیشترین اثر اعلام شده مربوط به تغییر محور مدارهای بیضی شکل است - آنها کاملاً نزدیک نیستند؛ عرض قرین خورشیدی به آرامی جابجا می‌شود. به علاوه، اکنون می‌دانیم که نسبت عام توصیف بهتری از اندرکنشهای گرانشی نسبت به قانون نیوتون پیشنهاد می‌کند. اصلاحات نسبت عامی معادله دیفرانسیل اساسی (پ ۱-۴۱) را به صورت زیر در می‌آورد:

$$\frac{d^2u}{d\theta^2} = -u - \frac{mk}{L^2} - 3\frac{mku^2}{c^2} \quad (\text{پ } ۱-۶۳)$$

توجه کنید که اصلاح انجام شده بایستی کاملاً کوچک باشد زیرا جمله‌ای که اصلاح را نشان می‌دهد کمیت  $c^2$  را در مخرج دارد. به علاوه حرکت تقدیمی‌ای که این جمله برای مدار عطارد ایجاد کرده است، در حقیقت اولین "اثباتی" بود که انیشتن<sup>۱</sup> برای نسبیت عام ارائه نمود. حتی قبل از کار انیشتن، ستاره‌شناسان می‌دانستند که حرکت تقدیمی محور عطارد حدود ۵۰۰۰ ثانیه قوسی در قرن است (انیشتن از این موضوع در آن زمان آگاه نبود)، اما با احتساب اندرکنشهای سیاره - سیاره هنوز یک حرکت تقدیمی محوری جزئی ۴۰ ثانیه قوسی در قرن را به جا گذاشته است. پیش‌بینی انیشتن این بود که نسبت عام مقدار ۴۳ ثانیه قوسی در قرن را محاسبه می‌کند!

## پیشگفتار

### فصل پ ۲

#### پ ۲ مدارها در خارج از منظومه شمسی

در مرحله بعد مدارهای سیستمهای دینامیکی را که برای کپلر و نیوتون ناشناخته بودند مورد آزمون قرار می دهیم، بهرحال ابزار ریاضی اساسی توسط نیوتون توسعه داده شد.

#### پ ۱-۲ سیستمهای گرانشی کروی

قانون گرانش نیوتون آثار گرانش را برای مکانی خارج از جسم مورد سؤال توصیف می کند. اما چه اتفاقی برای یک ذره آزمایشی واقع در داخل یک پوسته یا کره رخ می دهد؟

#### پتانسیل گرانشی

شبهه به پتانسیل الکتریکی، پتانسیل گرانشی را به صورت زیر تعریف می کنیم

$$\Phi(r) = -G \int \frac{\rho(r') d^3r'}{|r' - r|} \quad (\text{پ ۱-۲})$$

یکی از دلایل اصلی برای معرفی  $\Phi$  این است که نیروی گرانش وارد بر جرم واحد با شیب پتانسیل برابر می باشد. به علت اینکه پتانسیل یک اسکالر است، تعیین آن ساده می باشد. اغلب، بهترین راه تعیین نیرو توسط شیب می باشد تا توسط دیگر فرمولبندی های نیرو. توجه کنید که انرژی پتانسیل بازا و واحد جرم برابر با پتانسیل می باشد. هم چنین، همان طور که نیروی گرانش برابر است با شیب انرژی پتانسیل، نیروی وارد بر واحد جرم نیز مساوی شیب پتانسیل می باشد.

$$\frac{\vec{F}}{m} = -\vec{\nabla}\Phi \quad (\text{پ ۲-۲})$$

از این رابطه، بدون اثبات معادله پواسان<sup>۱</sup> را با گرفتن واگرایی از طرفین بدست می آوریم.

$$\nabla^2 \Phi = 4\pi G\rho \quad (\text{پ ۲-۳})$$

مجدداً، اغلب این رابطه ساده‌ترین وسیله برای پیدا کردن  $\Phi$  و سپس  $F$  می‌باشد. در حالت خاص  $\rho = 0$ ، معادله لاپلاس<sup>۱</sup> را خواهیم داشت

$$\nabla^2 \Phi = 0 \quad (\text{پ ۲-۴})$$

### قضیه اول نیوتون

جسمی درون یک پوسته کروی حاوی ماده هیچ نیروی گرانشی از طرف پوسته را تحمل نمی‌کند.

اثبات: با یک پوسته نازک و ذره مادی  $m$  واقع در نقطه‌ای غیر از مرکز شروع می‌کنیم. دو مخروط رسم کنید که  $m$  را قطع کنند و زاویه حجمی  $\delta\Omega$  را بسازند. فاصله از  $m$  تا دو طرف مقابل پوسته  $r_1$  و  $r_2$  می‌باشد، و اجرام واقع در مقاطع مقابل پوسته  $\delta m_1$  و  $\delta m_2$  هستند. آنگاه داریم

$$\frac{\delta m_1}{\delta m_2} = \left(\frac{r_1}{r_2}\right)^2$$

بنابراین،

$$\frac{\delta m_1}{r_1^2} = \frac{\delta m_2}{r_2^2}$$

اکنون نیروی هر یک از دو پوسته روی  $m$  به صورت زیر داده می‌شود

$$F_{grav} = \frac{Gm \delta m_1}{r_1^2} = \frac{Gm \delta m_2}{r_2^2}$$

اما این نیروها از معادله دوم برابرند؛ به علت اینکه آنها در جهت مخالف می‌باشند، لذا نیروی خالص صفر می‌شود.

### قضیه دوم نیوتون

نیروی گرانشی وارد بر یک جسم که در خارج یک پوسته کروی بسته حاوی ماده قرار دارد مشابه حالتی است که اگر تمام جرم پوسته در یک نقطه در مرکز آن تجمع یافته باشد.

صلاح ندیدیم اثباتی برای این قضیه تدارک ببینیم، اما ممکن است شما آن را در یکی از

کتابهای درسی مکانیک پیشرفته دوره کارشناسی بیابید.

## پ ۲-۲ سرعت‌های دایره‌ای و فرار

سرعت دایره‌ای و سرعت فرار دو عاملی هستند که بایستی همیشه در تنظیمات اختر فیزیکی مواظب آنها باشید. برای مثال، اگر امشب ستاره‌ای را بیابیم که با تندی  $100 \text{ km/s}$  نسبت به خورشید در حال حرکت است، آیا انتظار داریم که آن به کهکشان خودی وابسته یا در حال فرار از آن باشد؟ راجع به  $100 \text{ km/s}$  چطور؟ منظومه شمسی در مداری تقریباً دایره‌ای حول مرکز کهکشان در حال حرکت است. تندی این حرکت مداری چقدر است؟ یک قمر مصنوعی به چه اندازه سریع باید حرکت کند تا به اطراف زمین برسد؟ آن بایستی با چه سرعتی حرکت کند تا به ماه برسد؟ توجه کنید که در اینجا استعمال انگلیسی مناسب نیست. بایستی از تندی دایره‌ای نه سرعت دایره‌ای استفاده کرد زیرا عموماً جهت را مشخص نمی‌کنیم. بسیار خوب.

برای پیدا کردن سرعت دایره‌ای، انرژی جنبشی را برابر با انرژی پتانسیل قرار دهید زیرا انرژی پتانسیل نمایش دهنده تغییر در انرژی مربوط به گرد هم آمدن سیستم از یک حالت اولیه در فاصله بینهایت می‌باشد (مخالف مساله فرار).

$$\left(\frac{1}{2}\right) mV_c^2 = V = G \frac{Mm}{r}$$

$$V_c = \sqrt{\frac{2GM}{r}} \quad (\text{پ } 2-6)$$

توجه کنید که این نتایج برای یک سیستم "کپلری" بدست می‌آید، که "ذره آزمایشی" با جرم  $m$  به طور فیزیکی در خارج از جرم  $M$  قرار دارد. مفید خواهد بود که بعداً شکل تابعی  $V_c$  را برحسب  $r$ ، فاصله از "مرکز" سیستم، بدست آوریم. برای مساله کپلری، توجه داشته باشید که

$$V_c \propto r^{-1/2} \quad (\text{پ } 2-7)$$

اگر سیستم مورد سوال کپلری نباشد (یعنی، آن در مرکز تجمع نیافته است)، آنگاه سرعت دایره‌ای به صورت زیر داده می‌شود

$$V_c = \sqrt{\sum \vec{r} \cdot \vec{F}} = \sqrt{\frac{GM(r)}{r}} \quad (\text{پ } 2-8)$$

به عنوان مثال، برای یک کره همگن (که  $\rho$  ثابت است)  $M(r) = \frac{4}{3}\pi r^3 \rho$ . با جایگذاری آن در معادله (پ ۲-۸) نتیجه می‌شود

$$V_c \propto r \quad (\text{پ } 2-9)$$

اجازه دهید به سئوالهای مطرح شده در آغاز این بخش برگردیم. منظومه شمسی به طور

تقریبی با تندی  $250 \frac{\text{km}}{\text{s}}$  و حرکت نسبتاً دایره‌ای حول مرکز کهکشان خودی می‌گردد. بنابراین ستاره‌ای که با تندی  $100 \frac{\text{km}}{\text{s}}$  نسبت به خورشید در حرکت است با تندی  $350 - 150 \text{ km/sec}$  نسبت به مرکز کهکشان خودی در حال حرکت می‌باشد. حد پائین این بازه برای ستارگان جمعیت پیر غیر عادی نمی‌باشد، اما انتهای بالائی جسمی را نشان می‌دهد که در یک مدار هذلولی یا حرکتی برگشتی قرار دارد، که خیلی عادی نیست. به وضوح، جسمی که با تندی  $1000 \text{ km/sec}$  نسبت به خورشید در حال حرکت است به خوبی بالاتر از سرعت فرار از کهکشان خودی حرکت می‌کند. برای زمین،  $V_{\text{circ}} \approx 7/9 \frac{\text{km}}{\text{s}}$  و  $V_{\text{esc}} \approx 11/2 \frac{\text{km}}{\text{s}}$  می‌باشد.

### پ ۲-۳ اولین الگوی یک کهکشان مارپیچی

کهکشانهای مارپیچی [بخش ۲۱-۱ (الف)] دارای چهار سیستم دینامیکی اصلی می‌باشند: برآمدگی هسته، قرص نمایی، بازوهای مارپیچی، و هاله [بخش ۲۰-۲ (ب)]. در حال حاضر، اجازه دهید دو نمونه آخر را کنار بگذاریم. سؤال می‌کنیم که چگونه  $V_c$  با فاصله از هسته تغییر می‌کند؟ این شکل تابعی را منحنی چرخش می‌نامیم. موضوع بعدی را پیش‌بینی می‌کنیم: از هسته تا لبه برآمدگی هسته، انتظار داریم که چرخش شبیه به کره همگن عمل کند، بنابراین  $V_c \propto r$ . در صورتی که، خارج از هسته، تصاویر کهکشانشنا سقوط سریعی را در نور بااستثنا در قرص نشان می‌دهند. اما قرص بسیار تخت‌تر از برآمدگی هسته است. بنابراین، هر چه در قرص به طرف خارج برویم می‌بینیم، جرم کهکشان بیشتر حالت کپلری را وانمود می‌کند. بنابراین، در قسمتهای بیرونی انتظار داریم نتیجه بگیریم  $V_c \propto r^{-1/2}$ .

به طور مشاهده‌ای، به سهولت می‌توان شکاف یک طیف نگار را در امتداد محور بلند یک کهکشان مارپیچی از لبه قرار داد و انتقالهای دوپلری را در نقاط مختلف در امتداد شکاف اندازه گرفت تا منحنی چرخش را تعیین نمود. منحنی‌های چرخش مارپیچی‌ها را در شکل (۲۱-۹) بیازمائید. نزدیک مرکز، آنها مانند الگوی ساده پیش‌بینی شده ما رفتار می‌کنند، اما در قسمتهای بیرونی، آنها به طور مشخصی متفاوت‌اند زیرا به صورت تخت باقی می‌مانند تا اینکه با افزایش فاصله از هسته کاهش یابند. این رفتار دلالت بر آن دارد که کهکشانشنا سیستم‌های کپلری نیستند. جرم نزدیک هسته یا برآمدگی هسته تجمع نیافته است. به وضوح، جرمی وجود دارد و توزیع آن بسیار پراکنده است، اما آن در تصاویر نور مرئی خود را نشان نمی‌دهد.

اجازه دهید امکانات توزیع جرم را کمی بیشتر جستجو کنیم. اگر یک تابع توانی را برای نمایه چگالی جرم پنهان فرض کنیم، یعنی،

$$\rho(r) = \rho_0 \left(\frac{r_0}{r}\right)^\alpha$$

آنگاه

$$M(r) = [4\pi\rho_0 r_0^\alpha / (3-\alpha)] r^{(3-\alpha)}$$

بنابراین

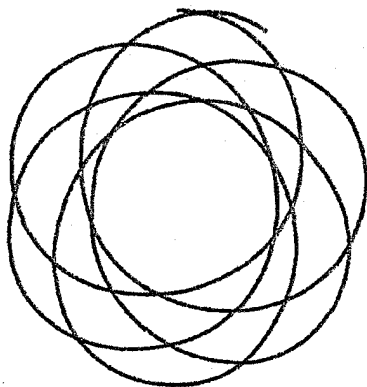
$$V_c \propto r^{(2-\alpha)} \quad (\text{پ } 2-10)$$

محتملترین مقدار  $\alpha$  چیست؟

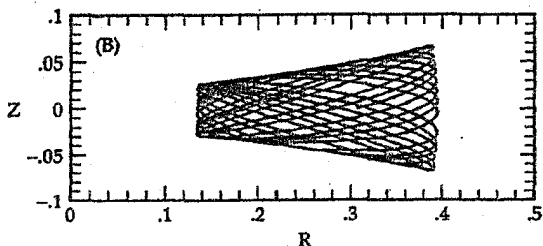
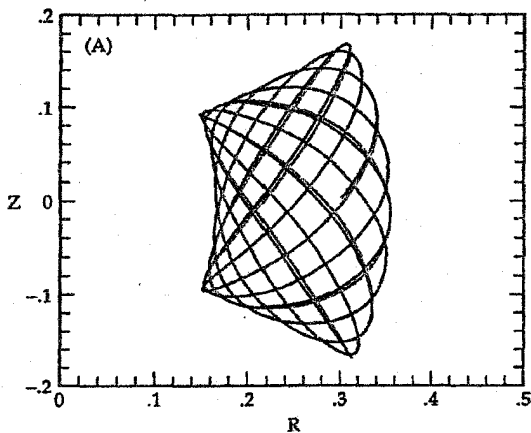
منحنی های چرخش برای کهکشانهای مارپیچی [بخشهای ۱۵-۴ (ج) و ۲۱-۴ (ج)] اولین گواه ما بر وجود ماده تاریک است. به وضوح، مواد را در این کهکشانها توسط تجسس در دینامیک مدارها "توزین کرده ایم". بنظر می رسد همه چیز خوب درک شده است. بهر صورت، نتیجه کاملاً آشفته است. دریافته ایم که اگر یک مولفه بسیار سنگین مربوط به کهکشان در نور مرئی ظاهر نشود، فقط مدارها قابل درک می باشند - از اینجا نام ماده تاریک.

قبلاً، مولفه های کهکشان خودی را حذف کردیم. اکنون می بینیم که این حذف ممکن است اشتباه بوده باشد. هاله نور زیادی به کل کهکشان نمی افزاید، اما بنظر می رسد مشارکت کننده عمده ای در جرم باشد.

مدارهای واقعی ستارگان در کهکشانها بسیار پیچیده اند. برای مثال، اگر قسمتهای داخلی برآمدگی هسته با یک کره همگن تقریب زده شود، آنگاه مدارها یک طرح گل مانند تشکیل می دهند [شکل پ ۲-۱ را ببینید]. این موضوع را با جزئیات بیشتری دنبال نمی کنیم، اما متوجه می شویم که ستاره از اوج مرکز خود به حضيض مرکز نوسان کرده و بعد از مدتی به اوج مرکز بر می گردد که این زمان از زمان طی یک دوره سمتی حول مرکز کهکشان کوتاهتر می باشد. هم چنین، عکسها نشان می دهند که بعضی از کهکشانها دارای تقارن کروی هستند. به طور معمول تصاویری را پیدا می کنیم که پیشنهاد تقارنی حول یک محور چرخشی دارند. در اینجا، معادلات پایه حرکت را در سیستم مختصات استوانه ای مورد بررسی قرار می دهیم. می توانید به حرکت ستاره در این پتانسیل با تقارن محوری فکر کنید که دارای دو مولفه می باشد. جالبترین شکل حرکت در یک صفحه رخ می دهد که چرخش حول محور تقارن می باشد. شکل (پ ۲-۲) مدارهای دو ستاره را در صفحه نصف النهاری نشان می دهد؛ هر دو ستاره انرژی و تکانه زاویه ای یکسانی دارند، اما شرایط اولیه متفاوت به مدارهای بسیار متفاوتی منجر می شوند.



شکل پ ۱-۲. مدارهای گل سان برای ستارگان در یک پتانسیل کروی همگن. [گرفته شده از تصویر مربوط به جی. بینی<sup>۱</sup> و اس. ترماین<sup>۲</sup>، دینامیک کهکشانی، چاپ دانشگاه پرینستون، ۱۹۸۷ م.]



شکل پ ۲-۲. جعبه مدارها در صفحه نصف‌النهاری برای ستارگانی در پتانسیل با تقارن محوری. [گرفته شده از تصویر مربوط به جی بینی و اس ترماین، دینامیک کهکشانی، چاپ دانشگاه پرینستون، ۱۹۸۷ م.]



## پ ۲-۴ تشدیدها

مطالعه امواج در قلب اکثر موضوعات فیزیک جدید قرار دارد. آن هم چنین اهمیت ویژه‌ای در اختر فیزیک دارد. یک مثال مربوط به تشدیدهای مدار می‌باشد. درست مانند فترها، پوسته‌های طبل، پلها، ساختمانها، و همان طور که آنها دارای بسامدهایی هستند که در آن نوسان می‌کنند، ذره در مدارها نیز چنین می‌باشد. جالبترین تشدیدهای اختر فیزیکی هنگامی رخ می‌دهند که مساله دو جسمی با معرفی یک جسم سوم یا با یک مولفه شکست تقارن توسط پتانسیل گرانشی پیچیده می‌شود. مثالی از مورد اول به هنگام مشاهده ذرات حلقه که به دور زحل می‌گردند، نتیجه می‌شود. قمر بزرگ، تیتان، منبعی برای تشدید ایجاد می‌کند. مشابهاً، در کمربند سیارکی، مشتری روی بعضی از این اجرام کوچک همان طور که خورشید را دور می‌زنند تشدید ایجاد می‌کند [بخشهای ۷-۱ (ج) و ۷-۲].

تشدیدهای بوجود آمده توسط تیتان یا مشتری هنگامی رخ می‌دهد که ذره (در این حالات، حلقه ذره‌ای یا سیارک) با جسم در حال گردش (زحل یا خورشید) در مدار و جسم اغتشاش کننده در یک امتداد قرار گیرند (تیتان یا مشتری) (یعنی، یک خط مستقیم سه جسم را بهم وصل کند). به ندرت تمام ذرات در چنین وضعیتی قرار می‌گیرند ولی وقتی در چنین حالتی باشند، آنها در نزدیکترین فاصله نسبت به جسم اغتشاش کننده قرار دارند و در اینصورت یک "ضربه" دریافت می‌کنند. تشدید هنگامی رخ می‌دهد که ذره این ضربه را در فواصل با قاعده‌ای دریافت کند، به این معنا که در فاز یکسانی در مدارش صورت گیرد. به علت اینکه ذره به جسم اصلی از جسم اغتشاش کننده نزدیکتر است، هر بار که ذره مدار را کامل می‌کند آنها در یک امتداد قرار نمی‌گیرند، اما هر دو یا سه یا چهار.... بار که مدار را کامل کند آنها در یک امتداد واقع خواهند شد. اثر خالص اغتشاشهای کوچک تکراری این است که ذره را از مدارش به طرف بیرون می‌برد. بنابراین، مدارهای داخلی تر تیتان که دوره‌های تناوب آنها نسبت به تیتان اعداد صحیح کوچکتر می‌باشند، جابجا می‌شوند. این فرآیند منجر به شکافهای مشهور در سیستم حلقه‌ای می‌شود که اولین بار توسط کاسینی<sup>۱</sup> اعلام شد. برای سیارکها، کیرکوود<sup>۲</sup> اولین بار شکافها را در پیکره اصلی کمربند کشف کرد.

## پ ۲-۵ قضیه ویريال

قضیه ویريال [بخش ۲۱-۴ (ب)] یکی از مهمترین ساختمانهای نظری در اختر فیزیک جدید می‌باشد. نام آن از آر. کلاسیوس<sup>۱</sup> (که او هم چنین واژه آنتروپی را ابداع کرد) آمده است. فرض اساسی این است که یک سیستم با ذرات اندرکنشی گرانشی در حال پایداری است - نه منقبض می‌شود و نه منبسط. بررسی مولفه  $x$  حرکت یک ذره را شروع می‌کنیم.

روی ذره  $i$  ام،

$$\begin{aligned} F_i &= \dot{p}_i = m_i \dot{x}_i \\ K_i &= \frac{p_i^2}{2m_i} = \left(\frac{1}{2}\right) m_i \dot{x}_i^2 \\ &= \left(\frac{1}{2}\right) m_i \left(\frac{d}{dt}\right) (x_i \dot{x}_i) - \frac{1}{2} m_i \dot{x}_i \dot{x}_i \\ &= \left(\frac{1}{2}\right) \frac{d}{dt} (x_i p_i) - \left(\frac{1}{2}\right) x_i \dot{p}_i \\ &= \left(\frac{1}{2}\right) \left(\frac{d}{dt}\right) (x_i p_i) - \left(\frac{1}{2}\right) x_i F_i \end{aligned}$$

اگر روی ذرات جمع ببندیم و مولفه‌های  $z, y$  را به آن بیافزاییم،

$$K_{tot} = -\left(\frac{1}{2}\right) \sum_i \vec{r}_i \cdot \vec{F}_i + \left(\frac{1}{2}\right) \sum_i \left(\frac{d}{dt}\right) (\vec{r}_i \cdot \vec{p}_i)$$

حال، جمله دوم طرف راست را بررسی می‌کنیم. با تعریف مقدار متوسط،

$$\frac{1}{\tau} \int_0^\tau d(\vec{r}_i \cdot \vec{p}_i) = \frac{1}{\tau} (\vec{r}_i \cdot \vec{p}_i)$$

بنابراین، وقتی  $\tau \rightarrow \infty$ ، این جمله میل می‌کند به صفر، که شرط پایداری ما را فرمول‌بندی می‌کند. سپس، از جملات باقی‌مانده برحسب زمان متوسط می‌گیریم (توسط خط‌های بالا مشخص شده‌اند)،

$$\overline{K_{tot}} = -\left(\frac{1}{2}\right) \sum_i \overline{(\vec{r}_i \cdot \vec{F}_i)}$$

طرف راست چیزی است که کلاسیوس آن را ویريال نامید؛ می‌بینیم که آن نصف متوسط زمانی انرژی پتانسیل می‌باشد.

$$\overline{K_{tot}} = -\overline{V_{tot}} \quad (\text{پ ۲-۱۱})$$

برای نمایش اهمیت قضیه ویريال، شکل‌گیری یک ستاره را مورد بررسی قرار می‌دهیم.

فرض می‌کنیم که تمام ذرات در ابتدا در فواصل دور از هم و در حال سکون هستند؛ بنابراین  $K = 0$ ،  $V = 0$  و  $E = 0$  (چون  $E = K + V$ ). اکنون گرانش سبب می‌شود که ذرات بطرف هم شتاب بگیرند، لذا  $K$  زیاد می‌شود و  $V$  کاهش می‌یابد. قضیه ویریا بیان می‌کند که، وقتی سیستم به تعادل برسد،

$$E_{tot} = K - 2K$$

به بیان دیگر، سیستم نصف انرژی پتانسیل خود را به بیرون تابش کرده است، لذا سیستم به صورت مقید (انرژی منفی) بجا می‌ماند با

$$E_{tot} = -K \quad (\text{پ ۲-۱۲})$$

### پ ۲-۶ زمان واهلش

سپس می‌خواهیم ببینیم چه مدت طول می‌کشد که یک ذره در یک سیستم گرانشی مرکب از ذرات اندرکنشهای کافی داشته باشد تا حرکت اصلی‌اش را "فراموش کند"، این را زمان واهلش می‌نامند. بسیاری از سیستم‌ها در اختر فیزیک واهلیده بنظر می‌رسند، به این معنی که آنها دارای یک کاهش ملایم چگالی از مرکز به طرف بیرون می‌باشند. به عکسهای خوشه‌های کروی [بخش ۱۳-۳ (ج)]، کهکشانهای کروی (بیضی‌گون) [بخش ۲۱-۱]، و برآمدگی‌های هسته کهکشانهای مارپیچی نگاه کنید. توجه داشته باشید که آنها در اکثر حالات بسیار شبیه بنظر می‌رسند اگر چه کهکشانها  $10^6$  بار بیشتر از هر خوشه ستاره دارند.

با مراجعه به شکل (پ ۲-۳)، علاقمندیم تا برای ستاره‌ای که به طرف راست حرکت می‌کند مولفه نیروی عمود بر حرکتش را پیدا کنیم.

$$F_{\perp} = [Gm^2/(b^2 + x^2)] \cos \theta$$

و واضح است

$$m\vec{v}_{\perp} = \vec{F}_{\perp}$$

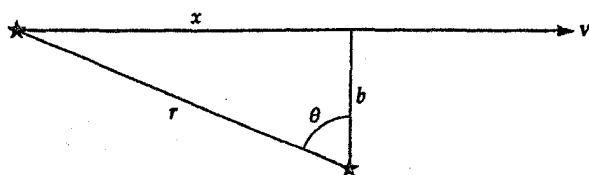
هر برخورد کننده یک اغتشاش  $\delta \vec{v}_{\perp}$  را به سرعت ستاره وارد می‌کند؛ اما، به علت اینکه آنها دارای جهت تصادفی هستند، متوسط  $\delta \vec{v}_{\perp}$  صفر است. بهر صورت، مجموع مربعات  $\delta \vec{v}_{\perp}$  صفر نیست. نتیجه (بدون دنبال کردن جزئیات) برابر است با

$$n_{relax} = 0.1N/\ln N \quad (\text{پ ۲-۱۳})$$

که  $N$  تعداد ذرات (ستارگان، کهکشانها، هر چیز دیگر) در سیستم است. در اینجا  $n_{relax}$  تعداد دفعاتی است که ذره سیستم را پیموده است تا  $\vec{v}_{\perp} \approx \delta \vec{v}_{\perp}$ . برای پیدا کردن زمان واهلش،  $n_{relax}$  را باید در طول زمان یک برخورد ضرب کرد:

$$t_{relax} = n_{relax} \times t_{cross} \quad (\text{پ ۲-۱۴})$$

اجازه دهید این معادلات را برای دو سیستم واقعی بکار ببریم تا نتایج را مقایسه نماییم. برای یک خوشه کروی،  $N \approx 10^5$ ، بنابراین  $n_{relax} \approx 900$  و  $t_{cross} \approx 10^5$  سال. بنابراین  $t_{relax} \approx 10^8$  سال. برای یک کهکشان کروی،  $N = 10^{11}$ ،  $n_{relax} \approx 4 \times 10^8$ ،  $t_{cross} \approx 2 \times 10^8$  سال و  $t_{relax} \approx 8 \times 10^{16}$  سال. توجه داشته باشید که عمر جهان  $t_{univ} = 2 \times 10^{10}$  سال است. کهکشانها زمان کافی برای ستارگانشان نداشته‌اند تا به این روش به واهلش برسند. بهر صورت، اگر به تصویر یک کهکشان بیضی‌گون نگاه کنید، آن به نظر می‌رسد واهلیده باشد. در آن چه می‌گذرد؟ آیا راه دیگری برای واهلیدن سیستم‌ها وجود دارد؟



شکل پ ۲-۳. هندسه مساله زمان واهلش

### پ ۲-۷ واهلش شدید

نظریه واهلش شدید توسط دونالد لیندن - بل<sup>۱</sup> توسعه یافت. در یک پتانسیل ثابت، یک ذره طوری حرکت می‌کند که ثابت  $E = \left(\frac{1}{\gamma}\right)mv^2 + V = \text{ثابت}$  کم و بیش فقط سیستمهایی را بررسی کرده‌ایم که انرژی پتانسیل با زمان تغییر نمی‌کند - تنها وابسته به موقعیت. هنگامی که پتانسیل به طور قابل ملاحظه‌ای با زمان تغییر کند، چه اتفاقی می‌افتد؟ ذره‌ای را در نظر بگیرید که در مرکز یک خوشه قریب الوقوع قرار دارد. همان طور که دیدیم به هنگام بحث در مورد قضیه ویریال، حتی اگر این ذره حرکت نکند (بنابراین  $K$  ثابت می‌ماند)، در مرکز چاه پتانسیل که سریعاً در حال شکل‌گیری است قرار می‌گیرد، لذا  $E_{final} = 0 + V < 0$ ، ذره، بدون هیچ عملی روی خودش، تغییر انرژی کل خودش را داشته است و به سیستم وابسته می‌شود. بنابراین، ذره انرژی اولیه‌اش را "فراموش کرده" است، که این شبیه به آن چیزی است که در فرآیند واهلش عادی رخ می‌دهد و آن را در بخش (پ ۲-۶) دیدیم. تفاوتها در این است که فرآیند اخیر بسیار سریعتر (و شدیدتر) رخ می‌دهد، و در آن انرژی در واحد جرم ماده طوبوری

تغییر می‌کند که مستقل از جرم ستاره می‌باشد.

به علت اینکه برخورد های ستاره - ستاره بنظر می‌رسد که به سبب ظهور واهلیده سیستم‌های کروی در کهکشانشا نباشد، احتمالاً واهلش شدید طریقه‌ای است که آن رخ داده است. این فرآیند کهکشانی بیضی‌گون و برآمدگی هسته کروی در مارپیچی‌ها را نگه می‌دارد.

## پیشگفتار

### فصل پ ۳

#### پ ۳ نسبت خاص

به عنوان یک نظریه سینماتیکی، نسبت خاص ( $SR$ ) توصیف می‌کند که اجسام چگونه حرکت می‌کنند، اما به نیرو و شتاب کاری ندارد. برای این موضوع بایستی برای نسبت عام صبر کنیم. نتایج  $SR$  مرزهای شم انسان را گسترش می‌دهد اما هر روزه در آزمایشهای ذره انرژی بالا تحقیق می‌شوند.

#### پ ۱-۳ آزمایش مایکلسون - مورلی<sup>۱</sup>

تمام امواج به غیر از نور نیاز به محیطی دارند که در آن منتشر شوند. هنگامی که معادلات ماکسول<sup>۲</sup> نشان دادند که این معادلات با حرکت نور به صورت یک موج سازگارند، محیط فرض شده برای نور اتر نام‌گذاری گردید.

در سال ۱۸۸۷ م. مایکلسون و مورلی آزمایشی را سرپرستی کردند که در آن یک تجزیه کننده پرتو به نور اجازه داد در مسیرهای متعامد حرکت کند و سپس مجدداً جمع شوند. وسیله آزمایش روی یک تخت چرخان قرار داشت به طوری که آن می‌توانست با این اتر فرضی هم جهت و غیر هم جهت باشد. نتیجه آن بود اهمیتی نداشت که جهت آزمایش چه بود و در چه زمانی از سال بود (با استفاده از حرکت زمین از میان اتر تا جهت خود را تنظیم کند)، هر دو پرتو با تندی یکسانی حرکت کردند. پی آمدهای آن این است که هیچ اتري و هیچ چهارچوب مرجع مرجهی وجود ندارد؛ تمام ناظرها تندی نور را به یک مقدار اندازه می‌گیرند.

#### پ ۲-۳ تبدیلات لورنتز<sup>۳</sup> و گالیه

فرض می‌شود چهارچوبهای مرجع لخت باشند (یعنی، آنها با حرکت همگن و غیر شتابدار در

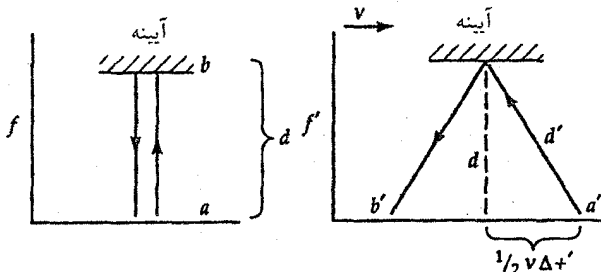
1- Michkelson - Morley

2- Maxwell

3- Lornetz

حال حرکت می‌باشند). دو مرجع  $f$  و  $f'$  [شکل (پ ۳-۱) را ببینید] را فرض می‌کنیم؛ تنها مولفه حرکت در جهت  $x$  می‌باشد. برطبق فیزیک کلاسیک (گالیه‌ای)،

$$\Delta x' = \Delta x - Vt$$



شکل پ ۳-۱ هندسه برای نمایش تاخیر زمان.

$$\Delta y' = \Delta y; \quad \Delta z' = \Delta z; \quad \Delta t' = \Delta t$$

این تبدیل موقعیتها از یک چهارچوب به چهارچوب دیگر با شهود در توافق است. بهر صورت، توجه داشته باشید که آن پیش‌بینی می‌کند

$$c' = c - v$$

که در تضاد مستقیم با آزمایش مایکلسون - مورلی است.

روش صحیح تبدیل موقعیتها در حالات نسبیته تبدیلی لورنتز می‌باشد. در اینجا، معرفی

می‌کنیم

$$\gamma = 1/\sqrt{1 - (v^2/c^2)} \quad (\text{پ ۳-۱})$$

که اغلب بزرگتر از ۱ است. این منجر می‌شود به

$$dx' = \gamma(dx - vdt) \quad (\text{پ ۳-۲})$$

$$dt' = \gamma[dt - (v/c^2)dx] \quad (\text{پ ۳-۳})$$

$$dy' = dy \quad (\text{پ ۳-۴})$$

$$dz' = dz \quad (\text{پ ۳-۵})$$

چند چیز برای یادآوری وجود دارند. اول، می‌بینیم که مختصه زمان در هر دو چهارچوب یکسان نیست؛ مختصه زمان به حرکت نسبی دو چهارچوب وابسته است. این دلیلی است که چرا راجع به فضا - زمان صحبت می‌کنیم. زمان و سه مختصه فضائی از یکدیگر مستقل نیستند.

در عوض، آنها قسمت‌هایی از یک موجودیت چهاربعدی اساسی تر می‌باشند. دوم، توجه کنید که موقعیت وقایع در دو جهت عمود بر حرکت تحت تاثیر حرکت واقع نمی‌شوند. بهر حال، مختصه زمان و مختصه فضائی در جهت حرکت به طریقی تبدیل می‌شوند که با احساس ما متفاوت است.

### پ ۳-۳ انقباض طول و اتساع زمان

شکل (پ ۳-۱) پایه بدست آوردن اتساع زمان را نشان می‌دهد. از طرف چپ، می‌بینیم که در چهارچوب ساکن یک علامت منتشره نور در نقطه  $a$  و انعکاس یافته توسط یک آینه در نقطه  $b$  فاصله  $2d$  را در مدت  $\Delta t$  طی می‌کند. از طرف دیگر، علامت یکسانی را می‌بینیم که در نقطه  $a'$  منتشر شده و توسط همان آینه منعکس می‌شود اما در نقطه  $b'$  دریافت می‌شود علت این است که تمام چهارچوب مرجع در مدتی که نور فاصله  $2d'$  را طی می‌کند، حرکت کرده است. در چهارچوب ساکن (بدون پریم)، زمان کل برای حرکت علامت نوری برابر است با

$$\Delta t = \frac{2d}{c}$$

در چهارچوب متحرک (پریم دار)، زمان کل مساوی است با

$$\Delta t' = \frac{2d'}{c} = \frac{2\sqrt{d^2 + (v\Delta t'/2)^2}}{c}$$

جمله در ریشه مربع فقط از قضیه فیثاغورث و این حقیقت که فاصله عمودی در هر دو چهارچوبها یکسان است، بدست می‌آید. با مربع کردن هر دو طرف، گرد هم آوردن تمام جملات  $\Delta t'$ ، و جایگزین کردن اولین نتیجه برای فاصله زمانی بدون پریم برحسب  $v$  منجر می‌شود به

$$\Delta t = \Delta t' \sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}} = \frac{\Delta t'}{\gamma} \quad (\text{پ ۳-۶})$$

بنابراین، دریافته‌ایم که ساعت در حال حرکت گذشت زمان کوتاهتری از ساعت ساکن را نشان می‌دهد. این موضوع را اتساع زمان می‌نامند. گذشت زمان در چهارچوب ساکن طولانی‌تر از چهارچوب متحرک است و آن را زمان خالص می‌نامند.

بررسی‌های مشابه دلالت بر این دارند که طولها در یک چهارچوب در حال حرکت در جهت حرکت کوتاهتر از چهارچوب ساکن می‌باشند. این موضوع را انقباض طول می‌نامند. به ویژه، اگر میله‌ای به طول  $\Delta x'$  در چهارچوب پریم‌دار داشته باشیم، طول آن در چهارچوب بدون پریم با قرار دادن  $\Delta x = 0$  پیدا خواهد شد زیرا دو انتهای آن بایستی در چهارچوب در حال حرکت به طور



همزمان اندازه گیری شوند (اما نه به طور همزمان در چهارچوب ساکن). بنابراین، از معادله (پ) (۲-۳)؛  $\Delta x' = \gamma \Delta x$ . (ما اختلافهای محدودی را برای ديفرانسیلها معرفی کردیم زیرا تبدیلات خطی هستند). بنابراین، طول همان طور که در چهارچوب بدون پریم اندازه گیری می شود (در این مثال در حال حرکت)، دیده می شود که کمتر از طول در چهارچوب پریم دار (ساکن) می باشد. طول در چهارچوب ساکن طول خالص است.

### پ ۳-۴ ناوردائی اسکالری فاصله فضا - زمان

در قضیه فیثاغورث، درمی یابیم که فاصله بین دو نقطه در فضا از تساوی مربع فاصله با مجموع مربعات جدائی های مختصه های آنها بدست می آید. به عنوان یک توسعه طبیعی، در  $SR$  ما راجع به فواصل صحبت نمی کنیم بلکه در مورد فواصل فضا - زمان بین وقایع صحبت می کنیم:

$$ds^2 = dx^2 + dy^2 + dz^2 - c^2 dt^2$$

توجه کنید که انطباق بین مختصات فضائی و زمانی کم اهمیت نیستند. تفاوت در علامت بین آن دو دلالت بر این دارد که آنها نمی توانند رفتار دقیقاً یکسانی داشته باشند.

فاصله فضا - زمان بین دو واقعه مستقل از حرکت ناظر است؛ به بیان دیگر،

$$\begin{aligned} ds^2 &= dx^2 + dy^2 + dz^2 - c^2 dt^2 \\ &= dx'^2 + dy'^2 + dz'^2 - c^2 dt'^2 \end{aligned}$$

بنابراین،  $ds^2$  یک ناوردای اسکالر است. اگر  $ds^2 < 0$ ، گفته می شود شبه - زمان. اگر  $ds^2 > 0$ ، گفته می شود شبه - فضا. اگر  $ds^2 = 0$ ، آن خنثی است.

### پ ۳-۵ جمع سرعتها

درست همان طور که مختصات به طریقی متفاوت با آنچه توسط گالیله بیان شده است، تبدیل می شود، سرعتها (مناسبت تندى ها) به طریقی غیرشهودی بهم اضافه می شوند.

$$v_x' = (U_x + v) / [1 + (U_x v / c^2)] \quad (\text{پ } 3-7)$$

که  $U_x$  تندى نسبی بین دو چهارچوب،  $v$  تندى اندازه گیری شده یک جسم در چهارچوب متحرک، و  $v_x'$  تندى جسم است که در چهارچوب ساکن اندازه گیری می شود. توجه کنید این معادله نشان می دهد که چرا اجسام نمی توانند از تندى نور سریعتر حرکت کنند. سعی کنید به جای  $U_x$  و  $v$  مقدار  $c/90$  را قرار دهید؛ نتیجه کوچکتر از  $c$  می شود.

## پ ۳-۶ انتقال دوپلری نسبیتی

بدون اثبات، نسبت بین طول موج پرتوهای نوری اندازه‌گیری شده در یک چهارچوب متحرک (در اینجا چهارچوب پریم‌دار) و چهارچوب ساکن برابر است با

$$\frac{\lambda'}{\lambda} = (1 + \frac{v_x}{c}) / \sqrt{1 - U^2/c^2} \quad (\text{پ } ۳-۸)$$

در اینجا به اختلاف مهم با انتقال دوپلری کلاسیک توجه کنید. حتی اگر فقط حرکت عرضی باشد ( $v_x = 0$  و  $v_y \neq 0$ )، هنوز یک انتقال در اثر اتساع زمان وجود دارد. در چهارچوب در حال حرکت زمان بین دو قله متوالی موج نور کوتاهتر از چهارچوب ساکن می‌باشد. بنابراین، بسامد موج کمتر و طول موج بلندتر است.

## پ ۳-۷ جرم، انرژی، و تکانه

مشهورترین معادله در علم  $E = mc^2$  است، که می‌تواند به چندین طریق مورد توجه قرار گیرد. ابتدا، آن بیان می‌کند با یک ذره به جرم (سکون)  $m$  مقدار معینی انرژی همراه است. اکنون از طریق اندرکنشهای هسته‌ای می‌دانیم، برای مثال، که تمام یا قسمتی از این جرم می‌تواند به انرژی تبدیل شود. هم چنین آن می‌تواند به طریق معکوس عمل کند. با انرژی یک مقدار معینی جرم همراه است، و ذرات (زوجی) می‌توانند با تجمع انرژی کافی خلق شوند.

توسعه‌های نسبیتی مربوط به مفاهیم تکانه خطی و انرژی جنبشی از تعاریف زیر نتیجه می‌شوند:

$$E_{tot} = \gamma mc^2 \quad (\text{پ } ۳-۹)$$

و

$$P_{rel} = \gamma mv \quad (\text{پ } ۳-۱۰)$$

پیچیدگی بیشتری در سازه  $\gamma$  پنهان است؛ تکانه در تندی‌های نسبیتی به طور شگرفی تغییر می‌کند، به طوری که در تعریف کلاسیکی که البته، نسبت به تندی خطی می‌ماند، مخالفت دارد.

توجه داشته باشید که در حالت سکون انرژی کل برابر است با جرم ضربدر مجذور  $c$ . اختلاف بین انرژی در حال سکون و انرژی کل هنگامی که حرکت برقرار است برابر با انرژی جنبشی نسبیتی می‌شود. (توجه کنید که انرژی پتانسیل قسمتی از یک تصویر سینماتیکی خالص نیست.)

$$K_{rel} = (\gamma - 1)mc^2 \quad (\text{پ ۳-۱۱})$$

اکنون می‌توانیم روابط بین انرژی، تکانه، و جرم در حال سکون را ابتدا با تشکیل کمیت  $E_{tot}^{\gamma} - E_{rest}^{\gamma}$  بدست آوریم:

$$\begin{aligned} E_{tot}^{\gamma} - E_{rest}^{\gamma} &= E_{tot}^{\gamma} - (mc^2)^{\gamma} = (\gamma^{\gamma} - 1)m^{\gamma}c^{\gamma} \\ &= \gamma^{\gamma}m^{\gamma}v^{\gamma}c^{\gamma} = p^{\gamma}c^{\gamma} \end{aligned} \quad (\text{پ ۳-۱۲})$$

بنابراین،

$$E_{tot} = \sqrt{m^{\gamma}c^{\gamma} + p^{\gamma}c^{\gamma}} \quad (\text{پ ۳-۱۳})$$

و

$$P = \sqrt{E_{tot}^{\gamma}/c^{\gamma} - m^{\gamma}c^{\gamma}} \quad (\text{پ ۳-۱۴})$$

و

$$mc^{\gamma} = \sqrt{E_{tot}^{\gamma} - p^{\gamma}c^{\gamma}} \quad (\text{پ ۳-۱۵})$$

توجه داشته باشید که معادله (پ ۳-۱۴) به ما اجازه می‌دهد رابطه بین انرژی و تکانه را حتی برای ذرات با جرم سکون صفر بدست آوریم (برای مثال، فوتونها):

$$E_{phot} = pc \quad (\text{پ ۳-۱۶})$$

$$E_{phot} = \frac{hc}{\lambda} \quad \text{و چون}$$

$$P_{phot} = h/\lambda \quad (\text{پ ۳-۱۷})$$

## پیشگفتار

### فصل پ ۴

#### پ ۴ ذرات و نیروها

##### پ ۴-۱ مقدمه

در قرن نوزدهم، به وجود سه نیروی طبیعی واقف بودیم - گرانشی، الکتریکی و مغناطیسی. هر سه نیرو رفتار متفاوتی دارند. بهر صورت، بعداً در این قرن با معادلات ماکسوتل، دیدیم که الکتریسیته و مغناطیس به عنوان اشکال درک شده متفاوتی از یک نیروی اساسی تر بنام الکترومغناطیس استنباط شدند. با جملات جدید، الکتریسیته و مغناطیس وحدت دارند.

در جدول (پ ۴-۱) چهار نیروی فعلی شناخته شده طبیعت را همراه با برد تاثیر آنها، ذراتی که نیرو را حمل می کنند، و ذراتی که روی آنها اندرکنش می شود، نشان می دهیم.

در دهه ۱۹۶۰ م، آزمایش و نظریه نشان دادند که الکترومغناطیس نیز با نیروی هسته ای ضعیف در غالب نیروی الکترو - ضعیف وحدت یافته اند. بهر حال، تحت شرایطی که معمولاً در مسائل جالب اختر فیزیکی پیدا می شود، این دو آن قدر متفاوت هستند که معمولاً آنها را جدا در نظر می گیریم.

##### پ ۴-۲ بوزونها و فرمیونها

طریقه های متفاوتی برای دسته بندی ذرات وجود دارند. یکی از اساسی ترین آنها توسط اسپین تکانه زاویه ای شان می باشد. برای ذرات، ما در واقع فقط می توانیم مربع تکانه زاویه ای را اندازه بگیریم  $\vec{S} \cdot \vec{S} = S(S+1)\hbar^2$ . بوزونها دارای اسپین صحیح  $(S=0, 1, 2, \dots)$ ، و فرمیونها دارای اسپین مضارب  $(S = \frac{1}{2}, \frac{3}{2}, \dots)$  می باشند.

دو ذره دارای خصوصیات بسیار متفاوتی هستند. برای مثال، فرمیونها از اصل طرد پاولی تبعیت می کنند؛ این اصل بیان می کند که هیچ دو فرمیونی نمی توانند یک حالت کوانتومی یکسانی را اشغال کنند. نتایج این قانون جزئیات ساختار پوسته اتمی و تبهگنی الکترون (یک

حالت غیرعادی ماده که ستارگان کو توله سفید از آن ساخته شده‌اند) را شامل می‌شود. از طرف دیگر، بوزونها از اصل طرد پاولی تبعیت نمی‌کنند و می‌توانند حامل نیروها باشند، اما تمام آنها نیروها را حمل نمی‌کنند.

جدول پ ۱-۴ چهار نیروی طبیعت

نیرو	شدت جفت شدگی	برد	حاملهای نیرو	ذرات تحت اندرکنش
هسته‌ای قوی	۱	$10^{-15}m$	گلوئونها (کلاً ۸ نمونه در ۳ رنگ)	کوارکها
الکترومغناطیسی	$\frac{1}{137}$	نامحدود	فوتونها	هر ذره باردار
هسته‌ای ضعیف	$1 \times 10^{-5}$	$10^{-18}m$	$W^+, W^-, Z^0$	کوارکها و لپتونها
گرانشی	$10^{-40}$	نامحدود	گرویتون (تاکنون)	هر ذره جرم دار

آشکارسازی نشده است)

جدول پ ۲-۴ سه نسل لپتونها

لپتونها		پاد لپتونها	
نماد	نام	نماد	نام
$e^-$	الکترون	$e^+$	پوزیترون
$\nu_e$	نوترینوی الکترونی	$\bar{\nu}_e$	پاد نوترینوی الکترونی
$\mu^-$	میون	$\mu^+$	پادمیون
$\bar{\nu}_\mu$	نوترینوی میونی	$\bar{\nu}_\mu$	پاد نوترینوی میونی
$\tau^-$	تاو منفی	$\tau^+$	پاد تاو
$\nu_\tau$	نوترینوی تاو	$\bar{\nu}_\tau$	پاد نوترینوی تاو

### پ ۳-۴ لپتونها

روش دیگر دسته‌بندی به صورت لپتونها، کوارکها، و میانجی‌ها می‌باشد. لپتونها [جدول (پ ۲-۴) را ببینید] از نوع فرمیون‌ها می‌باشند که در اندرکنشهای ضعیف، الکترومغناطیسی، و گرانشی مشارکت دارند اما در اندرکنش‌های قوی شرکت نمی‌کنند. آنها واقعاً ذرات بنیادی می‌باشند و به صورت سه نسل ظاهر می‌شوند که هر یک نوترینوی خود را دارا می‌باشد.

### پ ۴-۴ کوارکها

ذرات آشنای پروتون و نوترون بنیادی نیستند. آنها از ذرات کوچکتر کوارک ساخته شده‌اند. این

ذرات از نوع فرمیون هستند که تنها به صورت ترکیبی پیدا می‌شوند. آنها در تمام چهارنوع نیرو مشارکت دارند، و هم چنین سه نسل از هر دو تا (همینظوری "مزه‌ها" نامیده می‌شوند) باضافه پاد ذرات آنها وجود دارند. کوارکها در جدول (پ ۳-۴) سیاه‌بندی شده‌اند.

چرا کوارکها فقط به صورت ترکیبی پیدا می‌شوند؟ چرا آنها هرگز به صورت کوارکهای مجزا دیده نمی‌شوند؟ یک توضیح از افزودن خصوصیت دیگری به مزه‌های آنها بدست می‌آید. خصوصیت جدید "رنگ" نام گذاری می‌شود، اما هیچ ارتباطی با رنگهای مرئی حقیقی ندارند. در عوض این عبارت فقط یک برچسب متفاوتی است برای یک خصوصیت فیزیکی جدید. به رنگها اسامی آبی ( $b$ )، سبز ( $g$ )، و قرمز ( $r$ ) داده می‌شود. یک کوارک آبی یک واحد  $b$  و صفر واحد  $g$  و  $r$  حمل می‌کند. یک مثال از فایده واژه رنگ از قانون زیر بدست می‌آید: تمام ذراتی که در طبیعت پیدا می‌شوند بدون رنگ هستند. این توضیح می‌دهد، در میان چیزهای دیگر، چرا کوارکها جداگانه دیده نمی‌شوند. طبیعت فقط به صورت ترکیبی اجازه می‌دهد: (۱)  $g, b, r$  و  $(\bar{2})\bar{b}, \bar{g}, \bar{r}$  پاد ذرات، و  $(3)c, \bar{c}$  - به معنی یک کوارک با هر رنگی و کوارکی با پاد رنگ.

#### پ ۴-۵ میانجی‌ها و نیروها

بیان کرده‌ایم که بعضی از بوزونها نیروها را حمل می‌کنند یا میانجی آنها هستند. چگونه این کار انجام می‌شود؟ شباهت زیر را در نظر بگیرید: دو شخص روی سطح یخی بدون اصطکاک در حال نزدیک شدن بیکدیگر هستند. آنها گلوله‌های برف دارند و آنها را به طرف هم پرتاب می‌کنند. همان طور که جرم را با سرعت پرتاب می‌کنند، تکانه انتقال می‌یابد، سرانجام آنها از نزدیک شدن بهم باز می‌ایستند و بالاخره عقب می‌روند. اکنون، این درست یک شباهت است؛ مبادله واقعی کمی متفاوت است. برای مثال، دو اسکیتور چگونه یکدیگر را با مبادله جذب می‌کنند. آنها می‌توانند این عمل را با پرتاب گلوله‌های برف در جهات مخالف انجام دهند، اما این عمل مبادله نیست. در واقعیت، میانجی‌ها هر دو پیغام جذب و دفع را حمل می‌کنند.

میانجی‌های نیروی الکترومغناطیسی فوتونها هستند. در یک تراز مقید نظیر الکترون و پروتون اتم هیدروژن، به طور مداوم آنها فوتونها را مبادله می‌کنند. در پراکندگی، دو الکترون فقط یک فوتون را مبادله می‌کنند. در نیروی ضعیف، سه میانجی وجود دارد -  $W^+, W^-, Z^0$ . هر یک جرمی در حدود ۱۰۰ برابر جرم یک پروتون دارد، و تمام آنها به طور آزمایشی آشکارسازی شده‌اند. نیروی قوی توسط گلئونها میانجی‌گری می‌شود؛ هر یک رنگ را حمل

می‌کند بنابراین آنها نمی‌توانند به صورت ذرات مجزا آشکارسازی شوند. بهرحال، قانون "بی‌رنگی" احتمال ترکیب مقید گلئونها را تا زمانی که ترکیب رنگ درستی را دارا باشند، اجازه می‌دهد. این ذرات ممکن است دیده شوند (بحث‌انگیز!) و گلئونال نامیده می‌شوند. برای ما باوریم که روزی گرانش ممکن است به قلمرو کوانتوم آورده شود. اگر چنین شود، سپس احتمالاً حامل ذره‌ای خواهد بود که گرویتون نام دارد.

#### پ ۴-۶ هادرونها

کوارکها از دو نوع ذرات ساخته می‌شوند. باریونها از سه کوارک با  $g, b, r$  و مزونها از دو کوارک با  $c$  و  $\bar{c}$  تشکیل می‌شوند. پاد باریونها، کوارکهای پاد رنگ دارند. پروتون و نوترون فرمیون هستند و باریونهای بسیار آشنایی می‌باشند. پروتونها ساختار  $(u, u, d)$  و نوترونها  $(u, d, d)$  دارند. مزونها، بوزون هستند و آشناترین آنها مزون  $\pi$  می‌باشد.

یکی از مهمترین مسائل جاری در اختر فیزیک طبیعت ماده تاریک است، که ابتدا در فصل (پ ۲) بحث شد. شواهد قابل ملاحظه‌ای وجود دارد که ۱۱۰ عنصر جدول تناوبی که خصوصیات آنها توسط هسته‌هایشان تعیین می‌شوند و باین علت ماده باریونی نام‌گذاری می‌شوند، ممکن است شکل غالب ماده در جهان نباشند. فصل ۲۶ را ببینید.

## ج پیشگفتار

### فصل پ ۵

#### پ ۵ ستارگان

##### پ ۱-۵ مقدمه

فهم ستارگان کلیدی برای اختر فیزیک جدید است. چه یکنفر به اجرام کوچکتر نظیر سیارات و دنباله‌دارها یا اجرام بزرگتر نظیر کهکشانشا علاقمند باشد، ستارگان یک نقش مرکزی به عنوان مراکز سیستم‌های ستاره‌ای یا اجزاء تشکیل دهنده اولیه کهکشانشا بازی می‌کنند. تحول ستارگان مطالب بیشتری راجع به حالات فیزیکی این سیستم‌ها بیان می‌کند.

##### پ ۲-۵ تعادل هیدرواستاتیکی

شما ممکن است راجع به اینکه چگونه تویی از گاز و پلاسما نظیر یک ستاره در مقابل فروریزش گرانشی یا انبساط آزاد پایدار بماند، تعجب کنید. اضافه بر آن، شما ممکن است که چگونه ستارگان و سیارات اولیه نظیر مشتری متشکل از فراوانی عناصر یکسان (حدود ۷۵٪ هیدروژن، ۲۴٪ هلیوم، و ۱٪ از چیزهای دیگر) می‌باشند و به چشم کاملاً متفاوت می‌آیند، تعجب کنید. پیشنهاد می‌کنیم فصلهای ۵ و ۱۰ را برای درک بعضی از این نکات بررسی کنید.

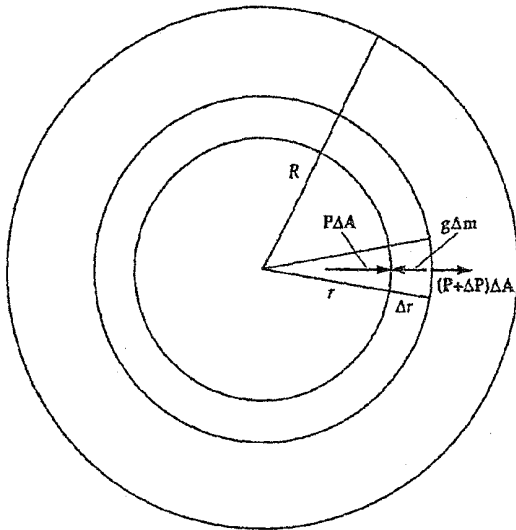
در اینجا به تعادل هیدرواستاتیکی توجه می‌کنیم. کره‌ای به جرم  $M$  و شعاع  $R$  را در نظر می‌گیریم. تنها نیروهای گرانشی و فشار موجود می‌باشند. در مورد نیروی آخر، لازم است به خاطر بیاورید که ابعاد فشار نیرو بر واحد سطح می‌باشد. اگر فشار بین پوسته‌های نزدیک بهم از مواد در یک ستاره تغییر کند، به پوسته نیرو وارد می‌شود؛ شکل (پ ۱-۵) را ببینید.

در اینجا در می‌یابیم که نیروی فشار وارد بر پوسته برابر است با

$$F_p = [P_{outer} - P_{inner}] \Delta A \quad (\text{پ } ۱-۵)$$

$$F_p = [P(r) + \left(\frac{dP}{dr}\right) \Delta r - P(r)] \Delta A = \left(\frac{dP}{dr}\right) \Delta r \Delta A$$





شکل پ ۵-۱. یک پوسته کروی به جرم  $M$  و شعاع  $R$  متحمل نیرویی می‌شود که اگر اختلاف فشاری بین سطوح داخلی و خارجی پوسته وجود داشته باشد، مقاومت می‌کند.

علاوه بر آن، جرم داخل فاصله شعاعی  $r$  برابر است با

$$m(r) = \int_0^r \rho(r') 4\pi r'^2 dr' \quad (\text{پ ۵-۲})$$

و این جرم شتابی به طرف داخل تولید می‌کند که به صورت زیر داده می‌شود

$$g(r) = Gm(r)/r^2 \quad (\text{پ ۵-۳})$$

آنگاه نیروی خالص وارد بر یک پوسته برابر است با

$$F_{net} = F_{grav} - F_p$$

با تقسیم بر  $-\Delta m = -\rho(r) \Delta r \Delta A$ ، معادله حرکت پوسته را پیدا می‌کنیم

$$-\frac{d^2 r}{dt^2} = g(r) + \left[ \frac{1}{\rho(r)} \right] \left( \frac{dP}{dr} \right) \quad (\text{پ ۵-۴})$$

ستارگان واقعی فیزیکی بایستی نزدیک مراکزشان دارای چگالی و فشار بیشتری باشند.

معادله (پ ۵-۴) به وضوح ضرورت پایداری یک ستاره (یا سیاره، ابرگازی، و غیره)

[بخشهای ۳-۴ (الف)، ۱۳-۱۶ (الف)، ۱۶-۱۷ (الف)] را بیان می‌کند. شتاب یک پوسته

هنگامی که نیروی فشار با نیروی گرانشی در تعادل باشد، صفر است. بعداً در این فصل، بعضی

از الگوهای ستاره‌ای را مورد بررسی قرار می‌دهیم (فصلهای ۱۶ و ۱۷)، اما اکنون مشاهده

می‌کنیم که این تعادل چگونگی حساس می‌باشد. به طور مشاهده‌ای، اکثر ستارگان کاملاً پایدارند. برای مثال، شواهد فسیلی دلالت بر این دارند که تابندگی خورشید حداکثر در طول صدها میلیون سال ثابت بوده است. به طور کیفی، این پایداری به صورت زیر دیده می‌شود: اگر نیروی فشار به طرف بیرون از ستاره به علت سرد شدن هسته اندکی کم شود، آنگاه نیروی گرانشی سبب می‌گردد ستاره منقبض شود. از قضیه ویریال، می‌بینیم که، برای تغییرات کوچک، مقدار انرژی پتانسیل زیاد می‌شود (اما با یک احساس مطلق، کاهش می‌یابد). بنابراین مقدار انرژی جنبشی زیاد می‌شود. به علت اینکه دمای یک گاز مقیاسی برای اندازه‌گیری انرژی جنبشی است، دیده می‌شود که گاز گرم می‌شود، و نیروی فشار زیاد خواهد شد. حالت عکس وقتی رخ می‌دهد که هسته در ابتدا گرم شود. بنابراین فرآیند خود مختار است، و ستاره تمایل دارد کاملاً پایدار شود تا چیزی شگرف رخ دهد و تعادل به صورتی جزئی برقرار شود. (کاهش یک سوخت هسته‌ای بخصوص نمونه‌ای است که بزودی خواهیم دید).

اکنون به معادله (پ ۴-۵) بر می‌گردیم و نقش قضیه ویریال را اندکی با جزئیات بیشتر بررسی می‌کنیم. با صفر قرار دادن شتاب نتیجه می‌شود

$$\frac{dP}{dr} = -Gm(r)\rho(r)/r^2 \quad (\text{پ } 5-5)$$

اگر آن را در  $4\pi r^3$  ضرب کرده و انتگرال بگیریم، داریم

$$\int_0^R 4\pi r^3 \left(\frac{dP}{dr}\right) dr = \int_0^R [Gm(r)\rho(r) 4\pi r^2/r] dr \quad (\text{پ } 6-5)$$

هر یک از طرفین راست و چپ معادله را به طور جداگانه بررسی می‌کنیم. طرف چپ به طور جزء به جزء انتگرال گرفته می‌شود و نتیجه می‌دهد

$$\int_0^R 4\pi r^3 \left(\frac{dP}{dr}\right) dr = [P(r) 4\pi r^3]_0^R - 3 \int_0^R P(r) 4\pi r^2 dr \quad (\text{پ } 7-5)$$

اولین جمله طرف راست به علت اینکه سازه  $r$  در مرکز صفر است، صفر می‌شود و سازه  $P(r)$  در سطح صفر خواهد بود. به طور کلی می‌توانیم جمله طرف راست (اما هنوز در آن فوایدی وجود دارد) را با فرض این که سازه فشار را می‌توان با متوسط آن برابر گرفت و از انتگرال خارج کرد، ساده نمود؛ بنابراین،

$$\int_0^R 4\pi r^3 \left(\frac{dP}{dr}\right) dr = -3\langle P \rangle V \quad (\text{پ } 8-5)$$

که  $\langle P \rangle$  فشار متوسط و  $V$  حجم می‌باشد. اکنون، با بازگشت به طرف راست معادله (پ ۶-۵)،

متوجه می شویم که آن درست برابر با انرژی پتانسیل گرانشی می باشد

$$U = \int_0^R [Gm(r)\rho(r) 4\pi r^2/r] dr$$

$$= \int_{m=0}^{m=m} [Gm(r)/r] dm \quad (\text{پ ۵-۹})$$

که  $U$  برای انرژی پتانسیل (قبلاً  $V$  بکار می رفت اما ممکن است در اینجا گیج کننده باشد) و  $M$  برای جرم کل ستاره بکار می رود. اکنون می توانیم معادلات (پ ۵-۸) و (پ ۵-۹) را ترکیب کرد تا نتیجه شود

$$\langle P \rangle = -\frac{U}{3V} \quad (\text{پ ۵-۱۰})$$

این درست شکل دیگری از قضیه ویریال است؛ در اینجا می بینیم که فشار متوسط برابر با  $\frac{1}{3}$  چگالی انرژی پتانسیل گرانشی است.

### پ ۵-۳ ستارگان نسبیتی و غیرنسبیتی

اکثر ستارگان غیرنسبیتی هستند؛ اغلب ذرات آنها با تندی هائی بسیار کمتر از  $c$  حرکت می کنند. بهر حال، برای ستارگان بسیار سنگین و تابان، در حقیقت اغلب ذرات فوتون هستند، که مطمئناً نسبیتی می باشند. هم چنین، برای کوتوله های سفید نزدیک به حد چاندرااسکار<sup>۱</sup> (کمی بیشتر بعداً در این فصل و در فصل ۱۷ بحث شده است)، اغلب ذرات به علت تهگنی الکترون با تندی نسبیتی حرکت می کنند.

اکنون فشار را در این دو نوع ستاره به دینامیک گاز مربوط می کنیم. یک ذره گاز به سرعت  $\vec{v} = (v_x, v_y, v_z)$  و تکانه  $\vec{P} = (P_x, P_y, P_z)$  را در نظر بگیرید. اگر جعبه ای به ابعاد  $L$  حاوی  $N$  ذره باشد، آنگاه

$$P_x = \left(\frac{N}{L^3}\right) \langle P_x v_x \rangle \quad (\text{پ ۵-۱۱})$$

که جمله براکت دلالت بر متوسط روی تمام ذرات دارد. اگر حرکات یک روند باشند، آنگاه

$$\langle P_x v_x \rangle = \langle \vec{p} \cdot \vec{v} \rangle / 3 \quad (\text{پ ۵-۱۲})$$

هر وجه دارای فشاری برابر با

$$P = \frac{n}{3} \langle \vec{p} \cdot \vec{v} \rangle \quad (\text{پ ۵-۱۳})$$

که  $n = \frac{N}{V}$

حالت غیر نسبیتی

در اینجا

$$\vec{p} \cdot \vec{v} = mv^2$$

(پ ۵-۱۴)

بنابراین

$$P = \left(\frac{2}{3}\right)n \left\langle \left(\frac{1}{2}\right)mv^2 \right\rangle$$

$$= \left(\frac{2}{3}\right)(K \text{ چگالی}) = \frac{2K}{3V}$$

اکنون از معادله (پ ۵-۱۰)، بدست می‌آوریم

$$P = \frac{2K}{3V} = -\frac{U}{3V}$$

بنابراین قضیه ویریاال نتیجه می‌شود

$$K = -\frac{U}{2}$$

و

$$E = -K$$

(پ ۵-۱۵)

حالت نسبیتی

در اینجا

$$\vec{p} \cdot \vec{v} = pc$$

(پ ۵-۱۶)

بنابراین

$$P = \left(\frac{1}{3}\right)n \langle pc \rangle = \left(\frac{1}{3}\right)(K \text{ چگالی}) = \frac{K}{3V}$$

اکنون از معادله (پ ۵-۱۰)، می‌بینیم که

$$P = \frac{K}{3V} = -\frac{U}{3V}$$

بنابراین قضیه ویریاال نتیجه نمی‌شود

$$K = -U$$

و

$$E = 0$$

(پ ۵-۱۷)

توجه کنید که انرژی کل ستاره غیر نسبیتی منفی است و بنابراین از نظر گرانشی مقید

می باشد. بهر حال، ستاره نسبیتی دارای انرژی کل صفر است و تقریباً مقید می باشد؛ این ستارگان می توانند کاملاً ناپایدار باشند - افزودن اندکی انرژی آنها را ناپایدار می کند.

### پ ۴-۵ سقوط آزاد

می خواهیم مدت زمانی که یک پوسته گاز در تعادل هیدرواستاتیک نیست و فروریزش می کند را تخمین بزنیم. از معادله (پ ۳-۵) و با فرض  $\Delta K = \Delta U$  (توجه کنید که این سیستم پایدار نیست و قضیه ویریا در مورد آن بکار نمی رود)، نتیجه می گیریم که

$$\left(\frac{1}{\rho}\right) \left(\frac{dr}{dt}\right)^2 = \frac{Gm_o}{r} - \frac{Gm_o}{r_o} \quad (\text{پ } 5-18)$$

اکنون، با معکوس کردن و حل برای  $t$ ، نتیجه می گیریم

$$t_{ff} = \int_{r_o}^r \left(\frac{dr}{dt}\right) dr = - \int_{r_o}^r \left[\frac{Gm_o}{r} - \frac{Gm_o}{r_o}\right]^{-1/2} dr$$

متغیر  $x = \frac{r}{r_o}$  را جایگزین می کنیم؛ آنگاه

$$t_{ff} = [r_o^3 / (2Gm_o)]^{1/2} \int_1^x [x/(1-x)]^{1/2} dx$$

اکنون مجدداً جایگزین می کنیم؛ در اینجا  $x = \sin^2 \theta$  و انتگرال برابر  $\frac{\pi}{4}$  می شود. بنابراین

$$t_{ff} = \sqrt{3\pi / (32G\rho)} \quad (\text{پ } 5-19)$$

توجه داشته باشید که  $t_{ff}$  فقط به  $\rho$  وابسته است!

در عمل، عموماً سقوط آزاد به انتها نمی رسد. در یک مرحله، سازوکاری برای مقابله با فروریزش ظاهر می شود. بهر صورت، مرحله سقوط آزاد می تواند در گستره بسیار بزرگی از مقیاسها کاربرد داشته باشد. همان طور که بزودی دیده خواهد شد، آن تخمین بسیار مفیدی از مقیاس زمانی شکل گیری اجرام زیادی می باشد.

### پ ۵-۵ منشاء ستاره ای: فروریزش گرانشی

اکنون فرض می کنیم ابری با جرم  $M$ ، شعاع  $R$ ، تعداد کل ذرات  $N$ ، جرم متوسط هر ذره  $\bar{m}$ ، و دمای  $T$  موجود است. انرژی پتانسیل گرانشی این ابر برابر است با

$$U = - \text{ثابت} \times \frac{GMN\bar{m}}{R}$$

که مقدار ثابت تقریباً برابر واحد بوده و به توزیع گاز در درون ابر بستگی دارد. انرژی جنبشی کل ابر برابر است با

$$K = \left(\frac{3}{4}\right) NKT \quad (\text{پ } ۲۰-۵)$$

شرط بحرانی برای فروریزش ابر این است که  $|U| > K$ . بنابراین، می‌توانیم کمیتی بنام جرم جینز<sup>۱</sup> را بیابیم که نمایشگر جرم لازم در درون  $R$  است تا ابر فروریزش کند.

$$M_J \approx [KT / (G\bar{m})] R \quad (\text{پ } ۲۱-۵)$$

وسیله قانع‌کننده فیزیکی‌تر برای بیان شرط اخیر چگالی جینز می‌باشد

$$\rho_J \approx 1 / (\pi M^2) [KT / (G\bar{m})]^3 \quad (\text{پ } ۲۲-۵)$$

به‌عنوان مثال، اگر  $M_{cloud} \approx 2 \times 10^{34} \text{ kg}$  و  $T \approx 30 \text{ K}$ ، آنگاه  $\rho_J \approx 10^{-23} \text{ kg/m}^3$ ، که مربوط است به حدود  $10^4$  مولکول بر متر مکعب. توجه داشته باشید که اگر  $M_{cloud}$  یک برابر جرم خورشید باشد، آنگاه چگالی لازم برای فروریزش  $100$  میلیون برابر بیشتر خواهد بود! بنظر می‌رسد این دلالت بر آن دارد (و مشاهدات با آن توافق دارد) که ستارگان در خوشه‌ها متولد می‌شوند؛ بایستی فرآیندی چند مرحله‌ای وجود داشته باشد تا یک ابر شروع به فروریزش کند و بعد از آن، وقتی به چگالی بالاتری برسد، به پیش‌ستاره‌ها تکه تکه شود [بخش ۱۹-۳]. برای ابری به جرم خورشید، شعاع بحرانی  $10^{15} \text{ m}$  می‌باشد، که حدود یک میلیون برابر شعاع خورشید است. از معادله (پ ۵-۱۹)، می‌بینیم که سقوط آزاد با شعاع  $10^{11} \text{ m}$  (که در این زمان سقوط آزاد با گرم شدن پیش‌ستاره متوقف می‌شود) تقریباً  $20000$  سال طول می‌کشد.

### پ ۵-۶ تخمینهای حالت درونی خورشید

با استفاده از تعمیم نیوتونی قانون سوم کپلر، به سهولت می‌توانیم جرم خورشید را پیدا کنیم

$$M \approx 1/99 \times 10^3 \text{ kg}$$

از فاصله و ابعاد زاویه‌ای آن،  $R \approx 6/96 \times 10^8 \text{ m}$  را بدست می‌آوریم. بنابراین، چگالی متوسط خورشید برابر است با

$$\langle \rho \rangle \approx 1/4 \times 10^3 \text{ kg/m}^3 \quad (\text{پ } ۲۳-۵)$$

با اعمال این نتیجه در معادله (پ ۵-۱۹) زمان سقوط آزادی بدست می‌آید برابر با

$$t_{ff} \approx \frac{1}{\sqrt{\rho}} h \quad (\text{پ } ۲۴-۵)$$

با استفاده از شکل قضیه ویريال معادله (پ ۵-۱۰)، چنین نتیجه می‌گیریم

$$\langle P \rangle = -\left(\frac{1}{3}\right)(U/V) \approx 10^{14} P_a \quad (\text{پ ۵-۲۵})$$

برای مقایسه، توجه داشته باشید که جو زمین دارای فشار  $10^5 p_a \times 1/0.1$  است.

سرانجام، می‌توانیم فشار داخلی را بوسیله معادله حالت گاز کامل  $P = nKT$  بدست آوریم

$$\langle P \rangle = (\langle \rho \rangle / \bar{m}) k \langle T \rangle$$

اگر خورشید از هیدروژن خالص تشکیل شده باشد،  $\bar{m}$  برابر  $0.5 amu$  است زیرا تقریباً تمام

اتمهای داخلی یونیده هستند. بهر صورت، حضور هلیوم یونیده مقدار  $\bar{m}$  را به تقریباً  $0.6 amu$

افزایش می‌دهد. آنگاه

$$K \langle T \rangle \approx \frac{GM_{\odot} \bar{m}}{3R_{\odot}} = 0.5 \text{ keV}$$

$$\langle T \rangle \approx 6 \times 10^6 \text{ K} \quad (\text{پ ۵-۲۶})$$

### پ ۵-۷ واکنشهای هسته‌ای

دیده‌ایم که دمای پیش ستاره در حال فروریزش افزایش می‌یابد. در یک مرحله، چگالی و دما

آنقدر زیاد می‌شوند تا واکنشهای هم جوشی هسته‌ای رخ می‌دهند. اینها سازوکارهای اولیه تولید

انرژی در ستارگان می‌باشند [بخش ۱۶-۱].

شکافت هسته‌ای فرآیندی است که توسط آن هسته‌های بسیار بزرگ و ناپایدار به هسته‌های

دختر کوچکتر شکسته می‌شوند. به علت اینکه فراوانی هسته‌های بسیار بزرگ خیلی کم است،

لذا عموماً این موضوع مورد توجه کمتری در اختر فیزیک می‌باشد. هم جوشی فرآیندی است

که توسط آن هسته‌های کوچکتر به یکدیگر می‌پیوندند تا هسته‌های بزرگتر بوجود آیند. به علت

اینکه هیدروژن و هلیوم فراوان‌ترین عناصر در جهان هستند، این فرآیند بسیار مهم می‌باشد، و

اینها عادی‌ترین سوختها می‌باشند.

فرآیند هم جوشی چگونه انجام می‌شود؟ جدول (پ ۴-۱) نشان می‌دهد که نیروی

الکترومغناطیسی برای اندرکنشهایی با مقیاس طولی بسیار بزرگتر از ابعاد هسته

( $10^{-15} m - 10^{-14} m$ ) غالب می‌باشد. با تشابه با موضوعات بحث شده در فصل ۲ برای انرژی

پتانسیل موثر گرانشی مساله دو جسمی، پتانسیل برخوردی به هنگام نزدیک شدن دو پروتون

(هسته‌های هیدروژن) بهم عوض یک چاه، یک سد می‌باشد. اگر این به علت مکانیک کوانتومی

و نیروهای هسته‌ای نمی‌بود، دو پروتون هرگز با یکدیگر "تماس" پیدا نمی‌کردند؛ آنها دفع

می‌شدند. بهر حال، ذرات واقعی در سیستم‌های مکانیک کوانتومی برای تونل زنی از میان

سدهای پتانسیل دارای یک احتمال می‌باشند. اگر این به وقوع بپیوندد، پروتونها می‌توانند باندازه کافی بهم نزدیک شوند تا نیروهای هسته‌ای ضعیف یا قوی ظاهر شوند. آنگاه، ذرات می‌توانند اندرکنش کنند و ذرات جدیدی را تولید نمایند یا به یکدیگر پیوسته و هسته بزرگتری را بوجود آورند.

ما در اینجا احتمال را برای ورود به سد حساب نمی‌کنیم. بهر حال، عبارت حاصل اندکی تعجب برانگیز و برای تجربه کردن با ارزش می‌باشد. احتمال برابر است با

$$p \approx e^{-(E_G/E_p)^{1/2}} \quad (\text{پ ۵-۲۷})$$

که  $E_G$  انرژی گامو<sup>۱</sup> است و توسط رابطه زیر تعریف می‌شود

$$E_G = \left(\frac{1}{137}\right) (\pi Z_A Z_B)^2 mc^2$$

( $Z_A$  و  $Z_B$  اعداد اتمی هسته‌ها می‌باشند) و  $E_p$  انرژی نسبی دو هسته است. برای دو پروتون، انرژی گامو برابر  $E_G = 493 \text{ Kev}$  می‌شود. در دمای هسته خورشید، انرژی جنبشی متوسط برابر  $E_p = KT = 1 \text{ keV}$  است. بنابراین احتمال نفوذ از سد برابر است با

$$p \approx e^{-22}$$

برای چنین احتمال بسیار کوچکی، می‌بینیم که تنور خورشید به طور قابل ملاحظه‌ای به آرامی کار می‌کند.

اولین مثال ما زنجیره پروتون - پروتون است، که فرآیند اولیه تولید انرژی برای اکثر ستارگان می‌باشد.

زنجیره پروتون - پروتون

گام ۱:



این اندرکنش هم جوشی دو پروتون را نمایش می‌دهد. در اینجا  $d$  نمایشگر دوترون است، که آن هسته اتم دوتریوم می‌باشد. آن ایزوتوپ سنگین هیدروژن می‌باشد و شامل یک پروتون و یک نوترون است. دو ذره دیگر طرف راست پادالکترون و نوترینوی الکترونی هستند.

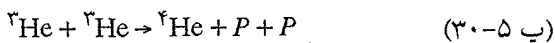


گام ۲:



در اینجا  ${}^3\text{He}$  یک ایزوتوپ هلیوم است با دو پروتون و یک نوترون. ذره دیگر طرف راست یک فوتون می باشد (پرتو گاما).

گام ۳:



در اینجا  ${}^4\text{He}$  معمولی ترین ایزوتوپ هلیوم است با دو پروتون و دو نوترون.

توجه داشته باشید که اولین گام شامل نیروی هسته‌ای ضعیف می باشد. بنابراین، آن دارای مقطع برخورد کوچکی است. به طور متوسط،  $10^9 \times 5$  سال طول می کشد تا یک پروتون چنین اندرکنشی را انجام دهد. دومین گام اندرکنش الکترومغناطیسی را شامل می شود و در حدود ۱ ثانیه رخ می دهد. سومین گام نیروی هسته‌ای قوی را بوجود می آورد و به طور متوسط حدود  $10^5 \times 3$  سال طول می کشد. اولین گام برای واقعیت جهان ما بحرانی است. آن دروازه‌ای است که تمام دیگر اندرکنشها بایستی از آن شروع شوند و آن تندی‌ای را که در آن سوخت هیدروژن جریان می یابد کنترل می کند. اگر چنین گامی خیلی غیرمحمتمل نمی بود، آنگاه ستارگان برای زمان بسیار طولانی دوام نمی آوردند!

این واکنشها از پایداری اعداد کوانتومی پیروی می کنند. ما تمام احتمالات را کاملاً مورد بحث قرار ندادیم، اما می توانیم، مثلاً، به الکترونها عدد لپتونی +۱ و پاد الکترونها عدد لپتونی -۱ نسبت دهیم، و هم اکنون شما با بار الکتریکی آشنایی دارید. هر یک از سه گام را مورد تجربه قرار دهید، و توجه خواهید کرد که جمع این ترکیبات در طرف راست و چپ هر اندرکنش یکسان می باشد.

پ ۵-۸ بررسی توان

در فصل (پ ۴)، دیدیم که معادله  $E = mc^2$  تبدیل جرم به انرژی را توصیف می کند. این فرآیند چگونه به واکنش پروتون - پروتون در خورشید مربوط می شود؟ در هر یک از سه گام واکنش، می توان جرمهای طرف راست و طرف چپ را بهم افزود. هر یک از طرفهای راست، جرم کمتری دارد؛ اختلاف در جرم به انرژی تبدیل شده است. بازاء خلق هر هسته  ${}^4\text{He}$ ، مقدار  $26 \text{ Mev}$  (یا  $10^6 \times 1/6 \times 26$  ژول) انرژی آزاد می شود. انرژی آزاد شده به اشکال مختلفی ظاهر می شود. ذرات در طرف راست که جرم در حال سکون غیر صفر دارند با افزایش انرژی جنبشی مواجه

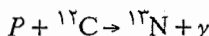
می‌شوند؛ فوتونها و نوترینوها مستقیماً انرژی را به بیرون حمل می‌کنند. (بخشهای پ ۵-۱۰ و پ ۵-۱۱ را برای اطلاعات بیشتر ملاحظه کنید.) به زودی پاد الکترون یک الکترون پیدا می‌کند و سپس آن دو نابود می‌شوند.

به طور متوسط هر کیلوگرم از مواد خورشید  $2 \times 10^{-4} W$  توان دارد. به طور شهودی درک می‌کنیم که مقدار قابل ملاحظه‌ای انرژی وجود دارد، اما این انرژی از ابعاد عظیم خورشید نتیجه می‌شود. برای نمایش دادن: به طور متوسط انسان ۱۰۰۰۰ بار بیشتر توان بازاء واحد جرم در فرآیندهای متابولیسمی تولید می‌کند! قسمت بسیار کمی از جرم خورشید در تولید انرژی شرکت می‌کند؛ این فعالیت درست در هسته صورت می‌گیرد. در هر ثانیه تعداد  $4 \times 10^{38}$  پروتون مصرف می‌شود، و نصف آن تعداد نوترینوها در هر ثانیه تولید می‌شوند.

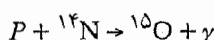
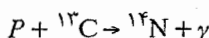
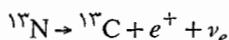
### پ ۵-۹ چرخه CNO

زنجیره پروتون - پروتون تنها وسیله‌ای نیست که ستارگان هیدروژن را "می‌سوزانند" تا به هلیوم تبدیل کنند. برای زنجیره پروتون - پروتون نتیجه گرفتیم  $E_{nuc} \propto T_c^4$ ، که  $E_{nuc}$  انرژی آزاد شده بازاء واحد جرم و  $T_c$  دمای هسته ستاره می‌باشد. این وابستگی نسبتاً ضعیف دما برای تابندگی غیرعادی روشنترین ستارگان رشته اصلی (ابرولهای بسیار سنگین جوان و آبی) نمی‌تواند پاسخگو باشد.

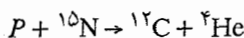
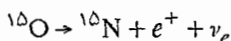
روش دیگر برای سوختن هیدروژن از کربن، ازت، و اکسیژن به عنوان کاتالیزور استفاده می‌کند (یعنی، هسته‌های سنگینتر در فرآیند شرکت می‌کنند ولی مصرف نمی‌شوند)



هسته ازت به صورت زیر تلاشی می‌کند:



هسته اکسیژن به صورت زیر تلاشی می‌کند:



این فرآیند بسیار بیشتر به دما وابسته است. در اینجا  $E_{nuc} \propto T_c^{18}$ .

## پ ۵-۱۰ پخش تابش

فوتونهای تولید شده در مرکز خورشید چگونه به سطح می‌رسند؟ آنها با تندی نور مستقیماً از هسته به طرف سطح حرکت نمی‌کنند زیرا آنها توسط الکترونها و هسته‌ها پراکنده می‌شوند. اساساً این پراکندگی همسانگرد است، بنابراین فوتونها می‌توانند همان طور که به طرف جلو پراکنده می‌شوند به عقب نیز پراکنده شوند. فرآیند پخش تابش کاربردهای فراوانی در فیزیک دارد و اغلب راه دائم الخمر یا دلائل واضح نام‌گذاری می‌شود. ما علاقمندیم دریابیم که یک ذره در این رفتار اتفاقی چه اندازه از مبداء حرکت می‌کند.

در نماد برداری

$$\vec{D} = \vec{l}_1 + \vec{l}_2 + \vec{l}_3 + \dots$$

اگر فرض کنیم طول تمام راههای اتفاقی برابر هستند و نمایشگر نوعی متوسط در تمام خورشید می‌باشند، آنگاه

$$|D^2| = N|l^2|$$

یا

$$D = \sqrt{N}l$$

البته دلیل استفاده از جذر مربع (عوض داشتن تناسب مستقیم فاصله با  $N$ ) برای حذف اثر جهتهای اتفاقی می‌باشد.

فوتونهای واقعی چه تعداد گام را طی می‌کنند؟ هم اکنون دیده‌ایم که

$$N = R_{\odot}^2 / l^2 \quad (\text{پ ۵-۳۱})$$

و این در زمان زیر انجام شده است

$$t = R_{\odot}^2 / cl$$

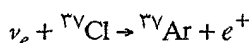
در خورشید نتیجه می‌شود  $l \approx 10^{-3} \text{m}$  (بسیار کدرا) بنابراین  $N \approx 10^{22}$  و  $t \approx 50000$  سال! در فصول (۸ و ۶) راجع به طبیعت تابش حرارتی بحث خواهیم کرد، اما در اینجا یادآوری می‌کنیم که فوتونها، پرتوهای گاما و  $X$  در هسته، خصوصیات حرارتی هر لایه سردتر متوالی را به خود می‌گیرند. با رسیدن این فوتونها به سطح، آنها نور با طول موج مرئی خوش خیم می‌باشند.

## پ ۵-۱۱ نوترینوهای خورشیدی

بدون شباهت با فوتونها، نوترینوها مستقیماً هسته خورشید را ترک می‌کنند. اندرکنش نوترینوها با دیگر ذرات بسیار نامحتمل است زیرا آنها فقط در اندرکنش ضعیف مشارکت دارند -

اندرکنشی با کوچکترین مقطع برخورد. یک نوترینوی نمونه می‌تواند از میان سربی به طول  $l \approx 10^3$  عبور کند بدون اینکه جذب آن شود!

قبلاً دیدیم که در هر ثانیه تعداد  $2 \times 10^{38}$  فوتون تولید می‌شود. این شاری برابر با  $F_p = 6/6 \times 10^{14} \text{ m}^{-2} \text{ s}^{-1}$  در سطح زمین خواهد شد. اولین بار آزمایش دیویس<sup>۱</sup> سعی کرد شار نوترینوهای خورشیدی را اندازه بگیرد. در مخزنی محتوی ۱۰۰۰۰۰ گالن مایع تمیزکننده که در عمق زیاد یک معدن قدیمی طلا قرار داشت، این آزمایش برای اتمهای آرگون جهت انجام اندرکنش دنبال شد

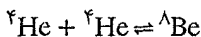


متأسفانه، این اندرکنش به نوترینوهای تولید شده توسط زنجیره پروتون - پروتون حساس نبود. (آنها باندازه کافی دارای انرژی نبودند). آهنگ آشکارسازی شده مورد انتظار برابر بود با  $7/9 \pm 2/6 \text{ SNU}$  (واحد نوترینوی خورشیدی = آهنگ جذب بازاء  $10^{36}$  هسته هدف). آهنگ مشاهده شده به طور قابل ملاحظه‌ای کمتر بود -  $2/1 \pm 0/3 \text{ SNU}$ . این اختلاف یکی از جدی‌ترین مسائل اخترفیزیک جدید می‌باشد. چه چیزی ممکن است غلط باشد؟

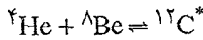
## پ ۵-۱۲ غولهای سرخ

وقتی هسته یک ستاره از سوخت هیدروژن تهی شود، چه اتفاقی می‌افتد؟ به طور واضح، هسته دارای هسته‌های  ${}^4\text{He}$  فراوانی می‌شود، اما آنها نمی‌توانند در دما و فشار کمی که هسته‌های هیدروژن جوش می‌خورند، هم جوشی داشته باشند. بنابراین، نیروهای فشار به طرف بیرون کم می‌شود و هسته منقبض خواهد شد. از قضیه ویریال می‌بینیم که ۵۰٪ انرژی پتانسیل آزاد شده فرار می‌کند، اما ۵۰٪ دیگر انرژی جنبشی را زیاد می‌کند و بنابراین دما نیز بالا می‌رود. سوختن هیدروژن در پوسته‌ای اطراف هسته شروع می‌شود، اما به محض اینکه دمای هسته به  $2 \times 10^8 \text{ K}$  نزدیک می‌شود، هم جوشی هلیوم شروع خواهد شد. این فرآیند حتی انرژی بیشتری تولید می‌کند، که سبب می‌شود لایه‌های بیرونی تر ستاره را به خارج براند. چنین ستاره‌ای را که از خارج دیده می‌شود، بسیار بزرگ و سرد بنظر می‌رسد - یک غول سرخ.

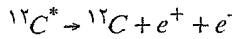
فرآیندهایی که هلیوم را جوش می‌دهد از این قرار است



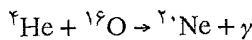
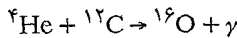
این فرآیند تولید برلیوم تقریباً ۱۰۰٪ برگشت پذیر است زیرا هسته  ${}^8\text{Be}$  بسیار ناپایدار می باشد - در  $10^{-16}$  ثانیه تلاشی می کند (زیرا از دو هسته هلیوم جرم بیشتری دارد). بهر صورت، گاهگاهی هسته برلیوم با یک هسته هلیوم هم جوشی می کند تا یک حالت تحریک شده  ${}^{12}\text{C}^*$  شکل بگیرد - توسط یک ستاره (\*) مشخص می شود:



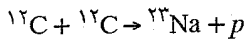
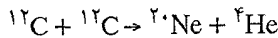
مجدداً، تقریباً تمام هسته های کربن تولیدی توسط این فرآیند به دو هسته ای که آن را شکل داده است، تلاشی می کنند. بهر حال، در حدود ۰/۲٪ تلاشی به هسته کربن پایدار توسط واکنش زیر رخ می دهد



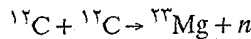
در این مرحله، فرآیند هم جوشی به سطح فعالیت جدید و مهمی رسیده است. از سد  ${}^8\text{Be}$  که نتیجه منطقی هم جوشی صورت گرفته دو ذره هسته آلفا ( ${}^4\text{He}$ ) می باشد عبور شده است، و فرآیند سه آلفا کربن را خلق کرده است. بعد از آن، راه برای هم جوشی هسته های جدید با جذب ذرات آلفا می تواند نسبتاً با سرعت توسط اندرکنشهای زیر هموار شود



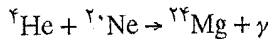
هم چنین می توانیم سوختن کربن داشته باشیم:



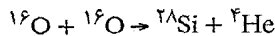
یا



سوختن نئون می تواند منیزیم را توسط اندرکنش زیر تولید کند



و سیلیس می تواند توسط سوختن اکسیژن بوجود آید:



ستارگان در چنین مرحله پیشرفته ای از تحول شکل ساختمانی پیاز مانند با پوسته های متفاوت هم مرکز از ترکیبات شیمیائی مختلف را دارا می باشند.

## پ ۵-۱۳ وضعیت الکترونها در ستارگان

در اینجا دو سوال می‌پرسیم. اول، آیا الکترونها در یک ستاره نسبتی هستند یا غیر نسبتی؟ برای یک گاز کامل، انرژی جنبشی یک ذره توسط  $K = \left(\frac{3}{2}\right)kT$  داده می‌شود. برای خورشید نتیجه می‌گیریم  $\bar{K} \approx 10^{-3}mc^2$  (یعنی، انرژی جنبشی بسیار کمتر از انرژی جرم سکون می‌باشد). بنابراین، گاز خورشیدی غیر نسبتی می‌باشد. دوم، کدامیک از بررسی‌های کلاسیکی یا مکانیکی کوانتومی در مورد الکترونها در یک ستاره غالب می‌باشند؟ قبلاً در این فصل، چگالی متوسط خورشید را حساب کردیم. با اطلاع از ترکیب شیمیایی خورشید، می‌توانیم این تخمین را به محاسبه چگالی عددی الکترونها تغییر دهیم،  $n_e \approx 6 \times 10^{29}m^{-3}$ . بدون

محاسبه، چگالی عددی که در آن آثار کوانتومی غلبه دارد برابر است با

$$n_q = \left[ \frac{2\pi mkT}{h^2} \right]^{3/2} \quad (\text{پ ۵-۳۳})$$

$$\approx 3 \times 10^{31}m^{-3} \quad \text{برای خورشید}$$

می‌بینیم که الکترونها در خورشید نه نسبتی هستند و نه مکانیک کوانتومی، اگر چه در هسته مقدار آن از حالت مکانیک کوانتومی خیلی دور نیست. برای مثال، اگر هسته خورشید منقبض می‌شد،  $n_e$  سریعتر از  $n_q$  افزایش می‌یافت. در یک سیستم الکترون تبهگن، اصل طرد پاولی از اشغال ترازهای انرژی پائین توسط الکترونها جلوگیری می‌کند؛ تمام حالات کوانتومی پر هستند. بنابراین، تعداد زیادی از الکترونها با انرژی بالا در بسته‌های فشرده وجود دارند.

## پ ۵-۱۴ معادله حالت

معادله حالت گاز کامل بدین صورت است

$$P = nkT \quad (\text{پ ۵-۳۴})$$

برای یک گاز تبهگن غیر نسبتی، معادله حالت به صورت زیر است

$$P = K_{nr} n^{5/3}$$

که

$$K_{nr} = \left( \frac{h^2}{5m} \right) \left[ \frac{3}{8\pi} \right]^{2/3} \quad (\text{پ ۵-۳۵})$$

برای یک گاز تبهگن فرانسیتی، داریم

$$P = K_{ur} n^{4/3}$$

که

$$K_{ur} = \left( \frac{hc}{4} \right) \left[ \frac{3}{8\pi} \right]^{1/3} \quad (\text{پ ۵-۳۶})$$

توجه داشته باشید که معادلات حالت برای گازهای تبهگن دیگر به دما وابسته نیستند.

## پ - ۶ فرآیندهای تابش

در ۵ فصل آخر، سعی کرده‌ایم طریق متفاوتی از تنظیم بعضی از مفاهیم فیزیکی مهم در اختر فیزیک را ارائه نماییم. گهگاهی، مطالبی را ارائه می‌کنیم که در مابقی کتاب وجود ندارند، که بیشتر به صورت بافت اختر فیزیکی تنظیم شده‌اند. بهر حال، بعضی از بخشهای پیکره اصلی کتاب توسط موضوعات فیزیکی تنظیم شده‌اند. فصل ۸ یکی از این قسمتها می‌باشد. اگر علاقمندید یک مقدمه کامل از اختر فیزیک داشته باشید، آنگاه بایستی فصل ۸ را همراه با این فصل مطالعه کنید. فصل حاضر مطالب تکمیلی نظیر بدست آوردن تابش جسم سیاه و پیشنهادی راجع به اینکه چگونه تابش هم زمان بدست می‌آید را ارائه می‌دهد.

## پ ۶-۱ مقدمه

بدون شباهت با وضعیت کلیه علوم دیگر، در نجوم نمی‌توانیم آزمایشگاهی با اجسام مورد مطالعه ترتیب دهیم. بنابراین بایستی جهت استفاده از اطلاعاتی که جهان انتخاب می‌کند و برای ما ارسال می‌دارد، بسیار هوشیار باشیم. اکثر این اطلاعات به شکل امواج الکترومغناطیسی می‌باشند. در اینجا دو نمونه از مهمترین اشکال تابش پیوستار را معرفی می‌کنیم، تابش جسم سیاه پلانک و تابش هم زمان.

در اختر فیزیک، بیشتر از جملات حرارتی و غیر حرارتی استفاده می‌کنیم. فرآیندهای حرارتی شامل جذب، نشر، و پراکندگی می‌باشند. اینها اندرکنش بین فوتونها و اجزاء ماده را توصیف می‌کنند، که شامل الکترونها، یونها، و اتمها هستند. در فرآیندهای پراکندگی، فوتونها ممکن است توسط اندرکنش مجدداً جهت دار شوند، اما انرژی آنها (تقریباً) بدون تغییر باقی می‌ماند. الکترونها ممکن است فوتونها را توسط سازوکارهای تامسون<sup>۱</sup> یا کمپتون<sup>۲</sup> پراکنده

کند. حالت اول در نظام انرژی کم ( $h\nu > kT$ ) رخ می‌دهد، و الکترونها توسط میدان الکترومغناطیسی فوتون تحت تاثیر قرار می‌گیرند و نوسان می‌کنند. پراکندگی کمپتون به عنوان برخورد یک فوتون "سخت" (یعنی، با انرژی بالا) با یک الکترون، بهتر دیده می‌شود. پراکندگی رایله<sup>۱</sup> هنگامی رخ می‌دهد که یک فوتون اتم را تحریک کند، و اتم به سرعت با نشر فوتونی با همان طول موج واتحرک شود، معهدا در جهتی دیگر.

فرآیندهای جذب حرارتی متفاوت هستند زیرا آنها عموماً انرژی فوتونها و هم چنین جهت‌های آنها را مجدداً توزیع می‌کنند. مثالها عبارتند از:

۱. فوتیونیدگی (هم چنین به عنوان جذب مقید - آزاد شناخته شده‌اند) - در این فرآیند انرژی فوتون برای یونیده کردن الکترون مقید اولیه کافی می‌باشد.

۲. فتو تحریکی (هم چنین به عنوان جذب مقید - مقید شناخته شده‌اند) - در این فرآیند انرژی فوتون با بالا رفتن الکترون به تراز مقید بالاتر به اتم اضافه می‌شود.

۳. جذب آزاد - آزاد - این یک فرآیند سه جسمی است مادامی که الکترون در همسایگی میدان الکترومغناطیسی یک یون قرار دارد، فوتون را جذب می‌کند. سپس الکترون به مسیر سهمی متفاوتی حول یون حرکت می‌کند. (فرآیندهای پراکندگی الکترون اندرکنشهای دو جسمی می‌باشند.)

هر یک از این فرآیندهای جذب دارای وارون خود نیز می‌باشند. وارون (۱) باز ترکیب است، از آن (۲) تابش واتحرکی می‌باشد، و مربوط به (۳) تابش ترمزی<sup>۲</sup> خواهد بود. در دو فرآیند اول و وارونهای آنها، عموماً ترازهای مقید حاصل از فرآیند نشر متفاوت با تراز اولیه فرآیند جذب می‌باشد.

توجه داشته باشید که مقداری مات شدگی اساسی در تفکیک بین پراکندگی و جذب / نشر وجود دارد. هم چنین توجه کنید که فرآیندهای حرارتی شامل سازوکارهای تولید خط (مقید - مقید) و پیوستار (مقید - آزاد و آزاد - مقید، و آزاد - آزاد) نیز می‌باشد. شمردن فرآیندهای تابش غیر حرارتی مهم اختر فیزیکی از تعریف آنها ساده تر است. یکی از آنها میزر می‌باشد، که شبیه لیزر می‌باشد اما در ناحیه عوض مرئی در ریز موج عمل می‌کند. بسیاری از میزرها طبیعی از مولکولهای پیچیده در کهکشان مان آشکارسازی شده‌اند، و اخیراً بعضی از آنها در کهکشانهای همسایه نیز پیدا شده‌اند. اساس طبیعت غیر حرارتی میزرها ناشی از پشت گرمی آنها به نشر



القائی فوتونها می باشد، در صورتی که منابع حرارتی متکی به فرآیندهای تابش خود به خودی یا برخوردی می باشند. ما در این بخش از درس، به میزرها کاری نداریم. منابع غیر حرارتی نوع دوم، نشر را توسط تابش همزمان تولید می کنند. تفاوت اساسی بین این فرآیند و فرآیندهای حرارتی در این حقیقت نهفته است که الکترونها باید با تندی نزدیک به نور حرکت کنند و در نتیجه رفتارهای نسبیتی دارند. بعداً در این فصل به تابش هم زمانی خواهیم پرداخت.

### پ ۶-۲ شدت

از شدت بسیار استفاده می کنیم. آن بر حسب انرژی عبوری از سطح معلوم  $dA$  در زاویه حجمی معلوم  $d\Omega$  بر واحد بسامد  $d\nu$  بر واحد زمان تعریف می شود. معادله زیر (شکل ۸-۷ را ببینید)  $I$  را معرفی می کند:

$$dE = I_{\nu}(\vec{K}, x, t) \hat{k} \cdot \hat{n} dA d\Omega d\nu dt \quad (\text{پ ۶-۱})$$

واحد آن ژول بر متر مربع بر ثانیه بر هرتز براسترا دیان می باشد. در اینجا، بردار موج  $\vec{K} = \frac{\omega}{c} \vec{n} = \left(\frac{\nu}{\lambda}\right) \vec{n}$  را معرفی می کنیم، که دامنه آن عدد موج است. استفاده عمده از  $\vec{K}$ ،  $\vec{K} \cdot \vec{r}$  است که فاز موج می باشد.

یکی از دلائلی که شدت مهم است این می باشد که، در غیاب منابع یا فروروندهای تابش، آن از فاصله بین منبع و ناظر مستقل است. بهر حال توجه داشته باشید که تابش دریافتی به صورت  $r^{-2}$  کاهش می یابد زیرا زاویه حجمی یک عنصر سطح معین چنین وابستگی تابعی به  $r$  را دارا می باشد.

### پ ۶-۳ تابش پلانک

توزیع جسم سیاه پلانک یکی از اساسی ترین مفاهیم در اختر فیزیک می باشد. آن سازوکاری است که منابع حرارتی، تابش پیوستار خود را منتشر می کنند. عنصر کلیدی تابش حرارتی در این حقیقت نهفته است که اندرکنش کافی بین تمام اجزاء تشکیل دهنده (بویژه فوتونها و ذرات گاز) برای توزیع انرژی به طریقه آماری وجود دارد (بخش ۸-۶).

تابع توزیع  $F_{\alpha}$  را معرفی می کنیم، که آن به این مفهوم بکار می رود که  $F_{\alpha}(\vec{x}, \vec{p}, t) d^3x d^3p$  تعداد فوتونها با حالت اسپین  $\alpha$  (دو حالت اسپینی وجود دارد) در زمان  $t$  و در حجم  $(d^3x d^3p)$  فضای فاز را می دهد.

اکنون تمام فوتونهای حجم مورد نظر در فضای فاز را بهم می‌افزائیم و در  $h\nu$  ضرب می‌کنیم تا انرژی بدست آید

$$dE = \sum_{\alpha=1}^2 h\nu F_{\alpha}(\vec{x}, \vec{p}, t) (d^3x d^3p) \quad (\text{پ ۶-۲})$$

حجم فضائی به صورت زیر داده می‌شود

$$d^3x = (cdt) (\hat{k} \cdot \hat{n}) dA \quad (\text{پ ۶-۳})$$

و با استفاده از  $\vec{P} = \vec{K}H = (h\nu/c) \vec{K}$  نتیجه می‌گیریم که

$$d^3p = p^2 dp = (h^3 \nu^2 / c^3) d\nu \quad (\text{پ ۶-۴})$$

با مقایسه معادلات (پ ۶-۱) و (پ ۶-۴)، می‌بینیم که

$$I_{\nu} = \sum_{\alpha=1}^2 [h^3 \nu^3 / c^3] F_{\alpha}(x, p, t) \quad (\text{پ ۶-۵})$$

در مکانیک کوانتومی،  $h^3$  واحد پایه در حجم فضای فاز است. اکنون می‌توانیم عدد اشغال (تعداد فوتونها در حجم فضایی) را به صورت زیر تعریف کنیم

$$\mathcal{R}_{\alpha} = h^3 F_{\alpha} \quad (\text{پ ۶-۶})$$

بنابراین، می‌توانیم معادله (پ ۶-۵) را به صورت زیر بنویسیم

$$I_{\nu} = \sum_{\alpha=1}^2 [h\nu^3 / c^3] \mathcal{R}_{\alpha}(x, p, t) \quad (\text{پ ۶-۷})$$

خصوصیات آماری ذرات

عدد اشغال برای فرمیونها و بوزنها (که به ترتیب از آمار فرمی - دیراک<sup>۱</sup> و بوز - انیشتن<sup>۲</sup> پیروی می‌کنند) متفاوت است.

فرمی - دیراک:

$$\mathcal{R}_{\alpha} = 1 / (e^{h\nu/KT} + 1) \quad (\text{پ ۶-۸})$$

بوز - انیشتن:

$$\mathcal{R}_{\alpha} = 1 / (e^{h\nu/KT} - 1) \quad (\text{پ ۶-۹})$$

با قراردادن معادله (پ ۶-۹) در معادله (پ ۶-۷) نتیجه نهائی برای شکل تابش جسم سیاه بدست می آید [شکل ۸-۱۴ (الف) را ببینید].

$$B_\nu = I_\nu = (2h\nu^3/c^2) / (e^{h\nu/KT} - 1) \quad (\text{پ } ۱۰-۶)$$

توجه داشته باشید که طیف (شکل تابعی  $I$  بر حسب  $\nu$ ) تماماً توسط دمای سیستم توصیف می شود. نمی توان به تنهایی در دمای یکسان مواد مختلف را از طیف های پیوستارشان تمیز داد؛ برای تحلیل شیمیائی بایستی تا بحث در مورد تابش خطی صبر کرد.

### پ ۶-۴ تابش سیکلوترونی

از اینکه به تابش هم زمانی روی می آوریم، ابتدا لازم است تابش ناشی از الکترونهای غیر نسبیتی در میدانهای مغناطیسی را بررسی کنیم - تابش سیکلوترونی. نیروی وارد بر یک ذره باردار به صورت زیر داده می شود

$$\vec{F} = q(\vec{E} + \vec{V} \times \vec{B}) \quad (\text{پ } ۱۱-۶)$$

اگر اکنون فرض کنیم که میدان الکتریکی صفر است، نیروی لورنتز بدست می آید

$$\vec{F} = q\vec{V} \times \vec{B} \quad (\text{پ } ۱۲-۶)$$

اکنون اجازه دهید دو مولفه  $\vec{V}$  را مورد بررسی قرار دهیم (یعنی،  $V_{\parallel}$  و  $V_{\perp}$  نسبت به  $\vec{B}$ ).

موازی

$$\vec{V}_{\parallel} \times \vec{B} = 0 \quad \text{و وجود ندارد و حرکت ذره یکنواخت است.}$$

عمود

$$\vec{V}_{\perp} \times \vec{B} = V_{\perp} B \neq 0 \quad \text{نیرو وجود دارد، و حرکت ذره دایره ای است؛ نیروی مغناطیسی نیروی}$$

مرکز گراست. حرکت خالص ذره حلزونی می باشد. با تغییر واحدها به cgs برای ورود به c به معادلات، نیروی لورنتز را برابر با نیروی مرکزگرا قرار می دهیم:

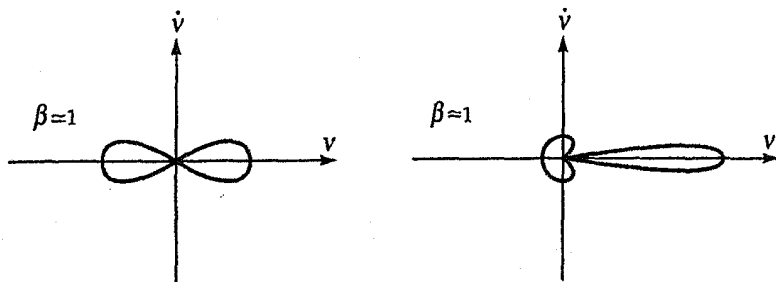
$$\left(\frac{q}{c}\right)v_{\perp}B = mv_{\perp}^2/r; \quad \text{اما } \omega = \frac{v_{\perp}}{r}$$

بنابراین

$$q\omega r B = m\omega^2 r$$

سرانجام، بسامد سیکلوترونی را پیدا می کنیم

$$\omega_c = \frac{qB}{mc} \quad (\text{پ } ۱۳-۶)$$



شکل پ ۱-۶. پرتوافکن نسبیتی. اگر در جهت حرکت نگاه شود، یک ذره نسبیتی باریکه تابشی منتشر می‌کند - انرژی بیشتری در زاویه حجمی کوچکتر جهت‌دار می‌شود.

اگر تصور کنیم به الکترونی نگاه می‌کنیم که در یک میدان مغناطیسی و در چهارچوبی حرکت می‌کند که چهارچوب جایی در مسیر الکترون قرار دارد و با  $V_{||}$  در حال حرکت است، آنگاه حرکت آن دایره‌ای و با بسامدی خواهد بود که هم اکنون بدست آوردیم. اگر از نقطه واقع در صفحه چرخش و خارج از دایره چرخش به الکترون نگاه کنیم، حرکت الکترون شبیه به یک نوسانگر هماهنگ و با همان بسامد بنظر می‌رسد. نظریه کلاسیکی الکترومغناطیس نشان می‌دهد که ذره باردار شتابدار تابش الکترومغناطیسی منتشر می‌کند که بسامد آن برابر با بسامد حرکت الکترون است. بنابراین، ما چنین تابشی را می‌بینیم، و قطبیدگی خطی، بیضوی یا دایره‌ای آن بستگی به جهت ناظر دارد.

### پ ۵-۶ تابش هم‌زمانی

اختلاف بین تابش هم‌زمان و سیکلوترون از این حقیقت ناشی می‌شود که الکترون‌ها در حالت اول با تندی نسبیتی حرکت می‌کنند. محاسبات کامل تابش هم‌زمان خارج از سطحی است که در اینجا موردنظر ما می‌باشد، اما پایه‌ای برای درک بسیاری از ریزه‌کاریهای مهم می‌باشد.

### بسامد چرخشی نسبیتی

بسامد نسبیتی با بسامد سیکلوترونی فوق دارد - با سازه منطقی  $\gamma$ . عبارت بدین گونه است

$$\omega_s = \omega_c / \gamma = qB (\gamma mc)$$

### باریکه‌ای شدن

یک علت مهم نسبیتی دیگر، باریکه‌ای شدن است. شکل (پ ۱-۶) توزیع زاویه‌ای توان تابشی را در هر دو نظام غیرنسبیتی و نسبیتی نشان می‌دهد. در هر یک، الکترون (پروتون‌های هم‌انرژی

با الکترون برای رسیدن به تندی‌های نسبیتی، بسیار سنگین هستند) در جهت  $\vec{V}$  در حرکت است و شتابی در جهت  $\vec{V}$  پیدا می‌کند. در حالت نسبیتی، توان بیشتری به داخل زاویه کوچکتري تابش می‌شود؛ بنابراین می‌بینیم که شدتها می‌توانند بسیار بالا باشند.

ناظری را در نظر بگیرید که در صفحه چرخش قرار دارد. به علت باریکه‌ای شدن، ناظر علائمی را با فاصله زمان  $\frac{2\pi}{\omega_s}$  از هم مشاهده خواهد کرد، که هر علامت فقط به مدت کسر  $(\frac{1}{\gamma})\pi\gamma$  از دوره تناوب طول می‌کشد. به علت تاخیر زمانی، یک سازه دیگر  $\gamma^{-2}$  نیز وارد می‌شود. حدس اولیه ممکن است این باشد که تاخیر زمانی تنها توان اول  $\gamma$  را بوجود می‌آورد، اما آن از بسط جمله کسینوس در نسبت فواصل نسبیتی به غیر نسبیتی بین اولین و آخرین حذف توسط تپ در هر دوره نتیجه می‌شود:

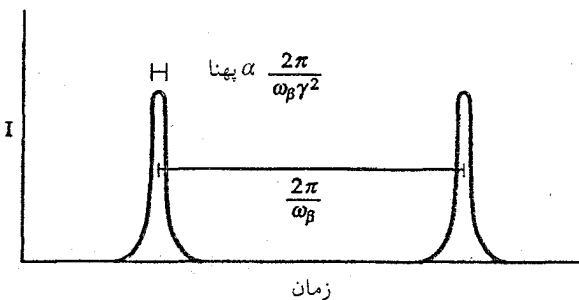
$$\cos x = 1 - \frac{x^2}{2!} + \frac{x^4}{4!}$$

بنابراین

$$\begin{aligned} dt/d\tau &= 1 - \beta \cos \Delta\theta \\ &\approx 1 - \beta + \beta \Delta\theta^2 / 2 \propto \gamma^{-2} \end{aligned} \quad (\text{پ ۶-۱۴})$$

تپ دریافتی شبیه به آن چیزی است که در شکل (پ ۶-۲) نشان داده شده است.

اگر در موقعیتی باشیم که یک تحلیل فوریه از این تپ ترتیب دهیم، توان قابل ملاحظه‌ای از  $\omega_s = \gamma\omega_g$  تا  $\gamma^3\omega_s$  بدست می‌آوریم. برای میدانی مغناطیسی به شدت  $B = 10^{-5}$  گاوس که برای یک نمونه از کهکشان رادیویی است، بسامد فوتون تابش سیکلوترونی حدود ۳۰ هرتز می‌باشد. بهر حال، ما در واقع این اجرام را در بسامدهای گیگاهرتز در نظام رادیویی و در بسامدهای  $10^{15} - 10^{14}$  هرتز در نوری مشاهده می‌کنیم، بنابراین می‌توانیم تخمین بزنیم که  $\gamma$  در گستره  $10^5 - 10^3$  قرار دارد.



شکل پ ۶-۲. پهنا و جدائی تپ برای یک الکترون نسبیتی منفرد در یک میدان  $B$

برای یک الکترون منفرد، توزیع بسامد تابش منتشر شده پیوسته نخواهد بود؛ آن یک رشته فوریه با بسامدهائی در تمام هماهنگها خواهد بود. بهر صورت، اوضاع واقعی همیشه توزیعی از انرژی‌های الکترون دارا می‌باشد. اگر  $n(\gamma) d\gamma$  چگالی عددی الکترونهايي باشد که انرژی‌شان بین  $\gamma mc^2$  و  $(\gamma + d\gamma) mc^2$  قرار دارد، آنگاه تابع منبع منتشر شده به صورت زیر خواهد بود

$$j_\nu = \int_0^\infty \langle P_\nu(\gamma) \rangle n(\gamma) d\gamma \quad (\text{پ ۶-۱۵})$$

اکنون، از تجارب مان مربوط به ذرات با انرژی بالا - ابتداً پرتوهای کیهانی - اساساً درمی‌یابیم که تمام چنین منابعی بنظر می‌رسند توزیع زیر را داشته باشند

$$n(\gamma) d\gamma = n_0 \gamma^{-p} d\gamma \quad (\text{پ ۶-۱۶})$$

که به طور نمونه  $p \approx 2/5$  است. فرض بیان شده بسیار قوی است زیرا توسط آن انتگرال معادله (پ ۶-۱۵) نیز به صورت یک قانون توانی نتیجه می‌شود، و در نتیجه تابندگی منبع برابر می‌شود با

$$L_\nu = \int_{\text{حجم}} j_\nu dV \propto \nu^{-(p-1)/2} \quad (\text{پ ۶-۱۷})$$

## پیشگفتار

### فصل پ ۷

#### پ-۷ کیهان‌شناسی

کیهان‌شناسی جدید، مطالعه جهان به صورت کل، آغازش با مقدمه نسبیت عام انیشتن ( $GR$ ) در سال ۱۹۱۵ م. شروع شد. توسعه کامل ریاضی  $GR$  از سطح این کتاب خارج است. بهر حال، یک هدف این است که درک فیزیکی را گسترش دهیم، و به توانیم آثار کیفی  $GR$  را به سادگی مشاهده کنیم. سپس خواهیم دید که چگونه  $GR$  الگوهای ممکن کیهان‌شناسی را توصیف می‌کند.

#### پ ۷-۱ نسبیت عام

نسبیت خاص در فصل (پ ۳) به چهارچوبهای مرجع لخت محدود شد. حدود ده سال طول کشید تا انیشتن محدودیتهای نسبیت خاص را برای وارد کردن چهارچوبهای نالخت در نسبیت عام توسعه دهد. شبیه به  $SR$ ،  $GR$  برحسب فضا - زمان چهار بعدی بیان می‌شود. بهر صورت، عموماً، فضا - زمان در  $GR$  انحناء یافته می‌باشد.

#### اصل هم ارزی

در یک توصیف نیوتونی، چهارچوبی که در بالای سطح زمین در حال سقوط آزاد است توسط نیروی گرانشی به طرف زمین جذب می‌شود. انیشتن یادآور شد که جسم در حال سقوط آزاد در داخل یا نزدیک چهارچوب در حال سقوط آزاد ما بدون شتاب بنظر خواهد رسید مگر آنکه نیروی غیر گرانشی دیگری نیز بر آن تاثیر بگذارد. بنابراین، آثار شتاب و آثار گرانش قابل تشخیص از یکدیگر می‌باشند. این بیانیه اصل هم ارزی است. توجه داشته باشید که آن فقط به صورت موضعی صحت دارد؛ برای مثال، دو جسم در حال سقوط به طرف زمین به یکدیگر نزدیکتر می‌شوند زیرا امتدادهای مسیر آنها در مرکز زمین متقاطع می‌شوند. نکته ظریف اما مهمی در مورد اجرام در اصل هم ارزی وجود دارد. قانون دوم نیوتون شامل جرم لختی است،

اما قانون گرانش نیوتونی شامل جرم (اجرام) گرانشی می‌باشد. ادعائی مبنی بر اینکه این دو تعریف از جرم در نظریه نیوتونی هم ارزند وجود ندارد، اما در  $GR$  هم ارز می‌باشند. یادآوری می‌کنیم که در آزمایشها به نسبت ۱ قسمت در  $10^{12}$  یکسان می‌باشند.

بیانیه جامعتری از اصل هم ارزی بدینصورت است: قوانین فیزیک در چهارچوبهایی که در یک میدان گرانشی در حال سقوط آزاداند نظیر آنچه در یک چهارچوب لخت در غیاب میدان گرانشی مشاهده می‌شود، یکسان بنظر می‌رسند.

مجدداً در  $GR$  سیستم مختصات چهاربعدی را بکار می‌بریم. برای مختصات به  $x^{\alpha}$  ارجاع می‌دهیم.  $x^0$  مختصه زمان را نشان می‌دهد، و  $x^1$ ،  $x^2$ ، و  $x^3$  مختصات فضائی را نمایش می‌دهند. آنگاه اصل هم ارزی بیان می‌کند که قوانین فیزیک بایستی بدون توجه به استفاده از سیستم مختصات با معادلات یکسانی ارائه شوند. معادلات از این نوع هم وردا نامیده می‌شوند. بنابراین، اصل هم ارزی اصل هم وردائی نیز می‌باشد. معادلات  $SR$  عموماً هم وردا نیستند؛ آنها تنها در چهارچوبهای لخت برقرارند.

### تانسورها و نظیر آنها

کم و بیش، با کمیتهای اسکالر و بردار کار کرده‌ایم، اما اکنون نیاز به کار با ساختار ریاضی پیچیده‌تری داریم - تانسورها. اسکالرها از نوع تانسور رتبه صفر می‌باشند و از نظر ریاضی تنها توسط اعداد نمایش داده می‌شوند. بردارها تانسور رتبه یک می‌باشند و توسط آرایه‌های یک بعدی نمایش داده می‌شوند. در اینجا، به تانسور رتبه دو علاقمندیم که ماتریسها آنها را نمایش می‌دهند.

ایده اصلی در مورد هم وردایی این است که می‌توانیم تانسورها را در هر سیستم مختصاتی به صورت تعدادی تابع از مختصات تعریف کنیم. در هر سیستم مختصات دیگری، مختصات جدید را اگر تبدیل دو سیستم معلوم باشد، محاسبه می‌کنیم. با استفاده از تانسورها، معادلات تبدیل این مولفه‌ها خطی و همگن می‌باشند. بنابراین، اگر تمام مولفه‌ها در سیستم مختصات اصلی صفر شود، آنها در سیستم جدید صفر خواهند شد (یعنی، اگر یک قانون فیزیکی را طوری بنویسیم که تمام مولفه‌های یک تانسور صفر شود، آن عموماً هم وردا خواهد بود).



هم وردائی و پادوردائی  
چهار بردارها و تانسورها

یک چهار بردار هم وردا را طوری تعریف می‌کنیم که به صورت زیر قابل تبدیل باشد

$$dx'_\mu = \sum_\nu \left( \frac{\partial x'_\nu}{\partial x_\mu} \right) dx_\nu \quad (\text{پ ۱-۷})$$

به طور مشابه، یک چهار بردار پادوردا را طوری تعریف می‌کنیم که به شکل زیر قابل تبدیل باشد

$$dx'^\mu = \sum_\nu \left( \frac{\partial x'^\mu}{\partial x_\nu} \right) dx^\nu \quad (\text{پ ۲-۷})$$

در GR راه ساده شده‌ای برای نوشتن این معادلات وجود دارد. قانون جمع بیان می‌کند در هر زمان که دو اندیس مشابه را می‌بینیم، جمع بکار می‌رود. به این ترتیب، معادله (پ ۱-۷) می‌تواند به صورت زیر نوشته شود

$$dx'_\mu = \left( \frac{\partial x'_\nu}{\partial x_\mu} \right) dx_\nu \quad (\text{پ ۳-۷})$$

با توسعه نماد برای چهار بردارها به تانسورهای چهاربعدی رتبه دو، درمی‌یابیم که یک تانسور هم وردا به صورت

$$A'_{\mu\nu} = \left( \frac{\partial x'_\sigma}{\partial x_\mu} \right) \left( \frac{\partial x'_\tau}{\partial x_\nu} \right) A_{\sigma\tau} \quad (\text{پ ۴-۷})$$

و یک تانسور پادوردا به صورت

$$A'^{\mu\nu} = \left( \frac{\partial x'^\mu}{\partial x_\sigma} \right) \left( \frac{\partial x'^\nu}{\partial x_\tau} \right) A^{\sigma\tau} \quad (\text{پ ۵-۷})$$

تبدیل می‌شود. تانسورهای با اندیسهای آمیخته هم وردا و پادوردا ممکن است به طور واضحی شکل بگیرند.

در سیستم‌های مختصات دکارتی، هیچ اختلاف عملی بین بردارها و تانسورهای هم وردا و پادوردا وجود ندارد. بنابراین، دانشجویان تجربه شهودی کمی در تشخیص آنها دارند. نام اصل هم وردایی بدین معنا نیست که تانسورهای پادوردا اصل را نقض می‌کنند.

تغییر ناپذیری فاصله و تانسور متریک

در فصل (پ ۳)، در مورد فاصله  $ds^2$  بحث کردیم و نشان دادیم آن تحت تبدیلات لورنتز تغییرناپذیر است. تعریف مشابهی در مورد GR بکار می‌رود. در اینجا، داریم

$$ds^2 = g_{\mu\nu} dx_\mu dx_\nu \quad (\text{پ ۶-۷})$$

$dx_\nu$  و  $dx_\mu$  ممکن است برای تعریف یک سیستم مختصات بردارهای پادوردا انتخاب شوند. به این صورت تانسور متریک  $g_{\mu\nu}$  تعریف می‌شود؛ توجه کنید که متریک  $SR$  می‌تواند از معادله (پ ۶-۷) بدست آید، اگر

$$g_{\mu\nu} = \begin{pmatrix} g_{00} & g_{01} & g_{02} & g_{03} \\ g_{10} & g_{11} & g_{12} & g_{13} \\ g_{20} & g_{21} & g_{22} & g_{23} \\ g_{30} & g_{31} & g_{32} & g_{33} \end{pmatrix}$$

(پ ۷-۷)

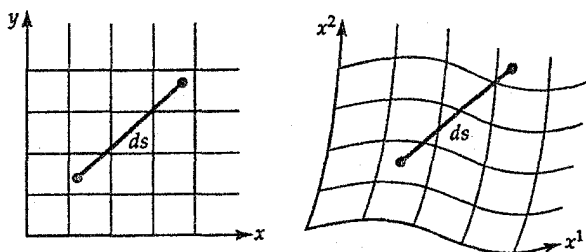
$$= \begin{pmatrix} -1 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & 1 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 1 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 1 \end{pmatrix}$$

در اینجا، از تعریف مجددی از سیستم مختصات استفاده کرده‌ایم. از قرارداد  $c = 1$  استفاده کرده‌ایم تا اینکه مقادیر قطری ماتریس مقدار مطلق ۱ را داشته باشند تا بر تختی سیستم مختصات  $SR$  تاکید شده باشد.

متریک  $GR$  معادله (پ ۶-۷) فضاهای عمومی‌تر از فضای  $SR$  را مجاز می‌داند زیرا  $g_{\mu\nu}$  ممکن است با آنچه در معادله (پ ۷-۷) آمده فرق داشته باشد. اگر چه ۱۶ مولفه در تانسور متریک وجود دارد، ولی فقط ۱۰ عضو آن مستقل‌اند زیرا آن یک تانسور متقارن است (یعنی،  $g_{\mu\nu} = g_{\nu\mu}$ ). تانسور متریک انحناء فضا - زمان را توصیف می‌کند، و خواهیم دید همان طور که جلو می‌رویم انحناء جایگزین مفهوم نیوتونی میدان گرانشی می‌شود. درک اندازه مولفه‌های تانسور متریک در سیستم‌های فیزیکی مختلف سخت می‌باشد. بهر صورت، توجه خواهیم داشت که در سطح یک ستاره نوترونی (یک میدان گرانشی خیلی قوی!) مولفه‌ها از مولفه‌های فضا - زمان مینکائوسکی<sup>۱</sup> (مربوط به  $SR$  تخت) فقط حدود ۱۰٪ تفاوت دارد.

شکل (پ ۱-۷) مختصات دکارتی  $SR$  را در مقایسه با مختصات عمومی‌تر  $GR$  نمایش می‌دهد. اصل هم ارزی بدین معناست که در هر نقطه مجموعه‌ای از مختصات می‌توانند طوری انتخاب شوند که متریک به طور موضعی شبیه متریک  $SR$  رفتار نماید (یعنی، بدون میدان

گرائشی). بهر صورت، به طور عام یک متریک تخت ناحیه محدودی از فضا - زمان را توصیف نخواهد کرد - به طور فیزیکی بدین معناست که هیچ چهارچوب لختی به طور کامل تمام یک فضا - زمان را که با حضور جرم در آن انحناء ایجاد شده است، توصیف نخواهد کرد.



شکل پ ۷-۱. مختصات قائم دکارتی و غیر قائم عمومی. توجه داشته باشید که فاصله بین رویدادها بایستی از سیستم مختصات مستقل باشد.

توجه داشته باشید که فاصله  $ds^2$  در  $GR$  بسیار شبیه به وضعیت آن در  $SR$  در جایی که به فضا - گونه ( $ds^2 > 0$ )، زمان - گونه ( $ds^2 < 0$ )، و خنثی ( $ds^2 = 0$ ) برخورد کردیم، رفتار می‌کند. به علت اینکه علامتهای متفاوت در عناصر قطری - مولفه زمان - زمان ( $00$ ) و مولفه‌های فضا - فضا ( $11, 22, 33$ ) - متریک  $SR$  به  $GR$  منتقل می‌شود ( $SR$  بایستی حالت حدی  $GR$  باشد)، مجدداً فاصله می‌تواند مثبت، منفی یا صفر باشد - حتی اگر جملات فضائی غیر صفر باشند. تفاوت در علائم متریک را نامحدود می‌کند، و علامت متریک به صورت اختلاف بین تعداد عناصر قطری مثبت و منفی  $g_{\mu\nu}$  تعریف می‌شود. در عوض، سه مختصه فضایی دستگاه دکارتی علامت شبیه بهم دارند و فضا محدود می‌شود. این خصوصیت تغییرناپذیر است - آن برای هر سیستم مختصاتی که در فضا مورد پرسش قرار می‌گیرد، بکار می‌رود.

### ژئودزی‌ها

ذرات در فضا - زمان چگونه حرکت می‌کنند؟ پاسخ این است که آنها مسیرهای فرین را دنبال می‌کنند، که ما آنها را ژئودزی می‌نامیم. جمله فرین از حساب گرفته شده است که در آنجا پیشینه یا کمینه توابع را از قرار دادن مشتقات مساوی صفر بدست می‌آوریم. (اما نمی‌دانیم کدام فرینه را بدون اینکه مشتق دوم را حساب کنیم، بدست آورده‌ایم.) برای مقایسه، از تمام مسیرهای بین دو نقطه در فضای تخت، یک خط راست کوتاهترین (فرین) فاصله می‌باشد. بنابراین، در  $SR$ ,

که هیچ گرانشی وجود ندارد، ذرات روی ژئودزی‌هایی حرکت می‌کنند که خطوط راست هستند. یک چهره از نبوغ انیشتن این بود که تشخیص داد ذرات در  $GR$  روی ژئودزی‌هایی با مقادیر زمان - گونه فاصله حرکت می‌کنند؛ فوتونها در امتداد ژئودزی‌های خنثی حرکت می‌کنند. بهر صورت، گاهی اوقات در تشخیص اولیه تعجب‌آور است که ژئودزی‌های زمان - گونه در  $GR$  عوض اینکه فواصل کمینه در خطوط مستقیم فضای سه بعدی باشند، فواصل بیشینه هستند. مجدداً، نکته مهم در مورد ژئودزی‌ها این است که آنها فرین‌ها هستند - نه کدام نوع. یک راه برای فکر کردن در مورد ژئودزی‌های  $GR$  این است که آنها به زمان ویژه یک جهان خط مربوط می‌باشند. تمام ناظرهای دیگر دارای ساعت‌هایی هستند که به علت اتساع زمان آهسته‌تر حرکت می‌کنند، بنابراین زمان ویژه بیشینه مقدار است.

اختلاف در حرکات بین ذرات  $SR$  و ذرات  $GR$  این است که یک ناظر در یک چهارچوب لخت ژئودزی‌های  $GR$  را به صورت خطوط منحنی می‌بیند؛ بنظر می‌رسد ذرات شتابدار می‌شوند حتی اگر آنها درست در امتداد مسیر "طبیعی" تعیین شده توسط متریک حرکت کنند. شتاب (یا نیرو) گرانش درست نتیجه انحناء فضا - زمان می‌باشد. هم چنین، چون فاصله تحت تبدیلات مختصات تغییرناپذیر می‌باشد، ژئودزی‌ها به طریقه هم وردائی تعریف می‌شوند و بنابراین می‌توانند برای توصیف فیزیکی واقعی تحت اصل هم وردائی بکار روند.

یک تفاوت اساسی بین مسیرها در فضای سه بعدی و در فضا - زمان وجود دارد: بین دو نقطه در فضا، بی‌شمار مسیرهای ممکن وجود دارد. برای مثال، در یک مساله پرتابی، می‌توانیم یک پرتابه را به نقطه‌ای دور با ترکیبات متعددی از تندى و زاویه پرتاب ارسال کنیم. در صورتی که در فضا - زمان، تنها یک ژئودزی زمان‌گونه ممکن بین دو نقطه وجود دارد زیرا عنصر زمان نیز مهم می‌باشد. در فضا - زمان بین دو رویداد روی جهان خط‌ها عوض مسیرهای بین دو نقطه حرکت می‌کنیم.

### معادلات میدان

چگونه اینشتن انحناء فضا - زمان را به حضور جرم مربوط کرد؟ او احتیاج به این داشت تا معادله‌ای شبیه معادله لاپلاس  $\nabla^2\Phi = 0$  (بدون حضور جرم) و معادله پواسان  $\nabla^2\Phi = 4\pi G\rho$  (هنگامی که جرم حضور دارد) پیدا کند. تانسور متریک فضا - زمان را توصیف می‌کند؛ در غیاب جرم، مولفه‌های آن بایستی ثابت باشند. شرط لازم و کافی برای اینکه آن صحت داشته باشد این

است که بایستی تانسور ریمان - کریستوفل<sup>۱</sup>، که از تانسور متریک ساخته شده است، صفر شود. هم ارز معادله لاپلاس این است که بایستی شکلی از تانسور ریمان - کریستوفل صفر شود (یعنی،  $R_{\mu\nu} = 0$ ). (هیچ تانسور دیگری چنین خصوصیات لازمی را دارا نمی باشد).

سپس انیشتن نیاز داشت تا تانسوری پیدا کند که مولفه های آن صفر شود و شبیه به چگالی که در طرف راست معادله پواسان ظاهر می شود، باشد. این تانسور به عنوان تانسور تنش انرژی - تکانه (یا فقط انرژی - تکانه) شناخته می شود و برای یک گاز کامل به صورت زیر داده شده است

$$T_{\mu\nu} = \begin{pmatrix} \rho & 0 & 0 & 0 \\ 0 & p & 0 & 0 \\ 0 & 0 & p & 0 \\ 0 & 0 & 0 & p \end{pmatrix} \quad (\text{پ ۷-۸})$$

مولفه زمان - زمان چگالی جرم ویژه معادل می باشد - مرکب از چگالی جرم سکون با اضافه چگالی جرم معادل با کلیه انرژی ها منجمله میدانهای الکترومغناطیسی. مولفه های فضا - فضا فشار قابل اندازه گیری فیزیکی می باشند. خیلی نگران کمیت های فیزیکی مختلفی که در این تانسور ظاهر می شوند، نباشید. تمام مولفه های تانسورها بایستی واحدهای یکسانی داشته باشند. در این خصوص، به خاطر داشته باشید که واقعاً مولفه زمان - زمان متریک  $SR$  - نیست بلکه  $c^2$  - می باشد؛ برای راحتی قرار داده ایم  $-1 = c^2 - \rho$  و  $p$  نیز با سازه  $c^2$  فرق دارند، و دیده می شود که  $\rho$  و  $p$  کمیت های مستقلی نیستند. به طریقی شبیه به میدانهای الکتریکی و مغناطیسی، فشار و چگالی از دید ناظرهای مختلف متفاوت بنظر می رسند. اما آنها بخشی از یک کمیت اساسی هستند که توسط تانسوری که آنها را نمایش می دهد، توصیف شده اند.

برای دلائل فنی خارج از نیازهای ما، انیشتن نتوانست قرار دهد  $R_{\mu\nu} = T_{\mu\nu}$ . در عوض، معادلات میدان او بدین صورت اند

$$R_{\mu\nu} - g_{\mu\nu}R/\gamma = -\kappa T_{\mu\nu} + \gamma\Lambda \quad (\text{پ ۷-۹})$$

در اینجا  $R$  اسکالری است که از تانسور  $R_{\mu\nu}$  بدست می آید، و  $\Lambda$  نقش ثابت انتگرال گیری را دارد و ثابت کیهان شناسی نامیده می شود. اگر چه در اینجا ۱۶ مولفه نشان داده شده اند، اما تقارن ها

بسیاری از آن‌ها را حذف می‌کنند. در حلها چهار تابع اختیاری وجود دارند.

### پ ۷-۲ متریک رابرتسون - واکر<sup>۱</sup> و حلها

سعی بر پیدا کردن توصیف ساده‌ای برای پیچیدگی آشکار جهان، ممکن است موضوع سختی بنظر برسد. بهرحال، اگر معقولترین فرضهای همگنی و یک روندی را بکار ببریم، آنگاه مساله مهار می‌شود. همگنی دلالت بر این دارد که در ورای یک مقیاس طول (اکنون مشخص شده نیست)، یک حجم نمونه به طور ناچیزی با دیگر حجم‌ها فرق دارد. یک روندی حالت خاصی از همگنی است و بیان می‌کند که جهان در تمام جهات یکسان بنظر می‌رسد.

این دو فرض شرط لازم و کافی برای استفاده از متریک رابرتسون - واکر است تا معادله (پ ۷-۹) را کاملاً توصیف نماید. تمام اشکال می‌توانند به صورت زیر خلاصه شوند

$$ds^2 = c^2 dt^2 - R^2(t) \times [dr^2 / (1 - kr^2) + r^2 (d\theta^2 + \sin^2 \theta d\phi^2)] \quad (\text{پ } 7-10)$$

$r$ ،  $\theta$ ، و  $\phi$  در این معادله مختصات هم حرکت می‌باشند. یک ذره آزمون در جهان انبساطی در مختصات یکسانی باقی می‌ماند. انبساط (یا انقباض یا هر چیز دیگر) توسط تابع  $R(t)$  که به عنوان سازه مقیاس شناخته می‌شود، توصیف می‌گردد. ثابت  $k$  توپولوژی انحناء فضا - زمان را به صورت زیر تعریف می‌کند:

$$k = \begin{cases} +1 & \text{کروی بسته} \\ 0 & \text{مسطح بحرانی} \\ -1 & \text{زینی باز} \end{cases} \quad (\text{پ } 7-11)$$

در مورد انحناء در فصل ۲۵ و بعداً در این فصل بحث خواهیم کرد.

اکنون معادلات میدان انیشتن را با جایگذاری متریک رابرتسون - واکر و شکل گاز ایده‌آل تانسور انرژی - تکانه در معادله (پ ۷-۹) ساده می‌کنیم. سپس نتیجه می‌گیریم که معادله زمان - زمان به صورت زیر است

$$T_{00} \Rightarrow \lambda \pi G \rho(t) / c^2 = (\dot{R} / R_0)^2 + (\dot{R} / R)^2 - \Lambda \quad (\text{پ } 7-12)$$

مولفه‌های فضا - فضا منجر می‌شوند به

$$T_{ii} \lambda \pi G \rho(t) / c^4 = -(k/R_0^2) (R_0/R) \quad (\text{پ ۷-۱۳})$$

$$-(\gamma/C^2) (\ddot{R}/R) - \left(\frac{1}{c^2}\right) \left(\frac{\dot{R}}{R}\right)^2 + \lambda$$

حلهای این معادلات عبارتند از:

$$\left(\frac{d}{dt}\right) (\rho c^2 R^3) = -P \left(\frac{d}{dt}\right) (R^3); \quad \text{قانون اول ترمودینامیک} \quad (\text{پ ۷-۱۴})$$

$$\ddot{R}/R = -(\gamma \pi G/c^2) [P + \rho c^2/3] + \lambda c^2/3 \quad \text{معادله حرکت} \quad (\text{پ ۷-۱۵})$$

انیشن هنگامی که دید معادله (پ ۷-۱۵) یک جهان دینامیک را پیش بینی می کند، متعجب شد -انبساطی یا انقباضی. به علت اینکه تا آن زمان هابل<sup>۱</sup> نشان نداده بود کهکشانهای دیگری غیر از راه شیری (۱۹۲۴ م.) یا انبساط جهان (۱۹۲۹ م.) وجود دارد، انیشن نمی توانست باور کند که جهان چیزی جز جهان ساکن می باشد. بنابراین، این دلیل واقعی آن بود که او ثابت کیهان شناسی در معادلات (پ ۷-۹)، (پ ۷-۱۱)، و (پ ۷-۱۲) را معرفی کرد؛ ممکن است که طوری "تنظیم شده باشد" تا جهان ساکن باقی بماند.

اگر اکنون  $\lambda = 0$  و  $P = 0$  (حداقل، امروزه  $P < \rho c^2$ ) قرار دهیم، آنگاه معادلات (پ ۷-۱۴) و (پ ۷-۱۵) بدین صورت در می آیند

$$\left(\frac{d}{dt}\right) (\rho R^3) = 0 \quad \text{پایستگی جرم} \quad (\text{پ ۷-۱۶})$$

و

$$\ddot{R}/R = -\gamma \pi G \rho / (3c^2) \quad \text{شکلی از قانون دوم نیوتون} \quad (\text{پ ۷-۱۷})$$

پایه های مشاهدات

انتقال به سرخ را تابعی از طول موج تابش الکترومغناطیسی منتشر و مشاهده شده به صورت زیر تعریف می کنیم

$$z = (\lambda_{obs} - \lambda_{em}) / \lambda_{em} \quad (\text{پ ۷-۱۸})$$

اگر دو قله یک موج در طول زمان از هم جدا شده باشند، آنگاه طول موج قله آخر به علت انبساط جهان با سازه  $R(t_0)/R(t_1)$  زیاد می شود. بنابراین، می توانیم معادله لمایتتر<sup>۲</sup> را به صورت زیر بنویسیم

$$1 + z = R_0/R_e \quad (\text{پ ۷-۱۹})$$

که قسمت کسری، کسر مقادیر  $R(t)$  در زمان مشاهده و نشر را نشان می‌دهد. توجه داشته باشید که، اگر  $R$  تابع افزایشی با زمان باشد، آنگاه نور انتقال به سرخ خواهد داشت. این به علت انبساط جهان است نه بعلت سرعت در اثر دوپلر معمولی. بهرحال، ما هنوز انتقال به سرخ کهکشانهای نزدیک را به طور نمادین برحسب واحد سرعت بیان می‌کنیم. برای مثال، خوشه گیسو در انتقال به سرخ حدود  $7000 \text{ km/sec}$  قرار دارد. برای اجرام دورتر، انتقال به سرخ را برحسب واحد بدون بعد  $z$  ارائه می‌دهیم. دورترین ستارگانی که می‌شناسیم دارای  $z > 4$  هستند.

پارامترهای هابل و کندشوندگی

پارامتر هابل (اغلب یک ثابت نامیده می‌شود اما اگر مدت زمان باندازه کافی طولانی صبر کنیم، ثابت نیست) را به صورت زیر تعریف می‌کنیم

$$H = \dot{R}/R \quad (\text{پ } 7-20)$$

و پارامتر کندشوندگی برابر است با

$$q = -\ddot{R}/R\dot{R}^2 \quad (\text{پ } 7-21)$$

مقادیر فعلی این دو کمیت اغلب با اندیس صفر مشخص می‌شود. توجه داشته باشید که منطقی است باور کنیم انبساط جهان به علت گرانش متقابل تمام ذرات آن با زمان در حال آهسته شدن می‌باشد. بنابراین، انتظار داریم  $\ddot{R} < 0$  و  $q_0$  بایستی مثبت باشد. با قرار دادن معادلات (پ 7-20) و (پ 7-21) در معادله (پ 7-17)، نتیجه می‌گیریم

$$\rho_0 = 3H_0^2 q_0 / (4\pi G) \quad (\text{پ } 7-22)$$

با استفاده از  $H_0 = 75 \text{ km/sec/Mpc}$ ، نتیجه می‌گیریم

$$\rho_0 \approx 2 \times 10^{-29} q_0 \text{ g.cm}^{-3} \quad (\text{پ } 7-23)$$

قانون هابل

می‌توانیم قانون هابل (بخش 22-2) را از بحث قبل بدست آوریم. در متریک رابرتسون - واکر،

اگر قرار دهیم  $dt = d\theta = d\varphi = 0$ ، سپس داریم

$$dS = R(t) dr \sqrt{1 - kr^2} \quad (\text{پ } 7-24)$$

اکنون، برای  $R \gg r$ ، مخرج به ۱ میل می‌کند، لذا

$$dS = R(t) dr \quad (\text{پ } 7-25)$$

و آنگاه

$$S = R(t)r \quad (\text{پ } 7-26)$$



حال، سرعت  $S = Rr$ ، اما

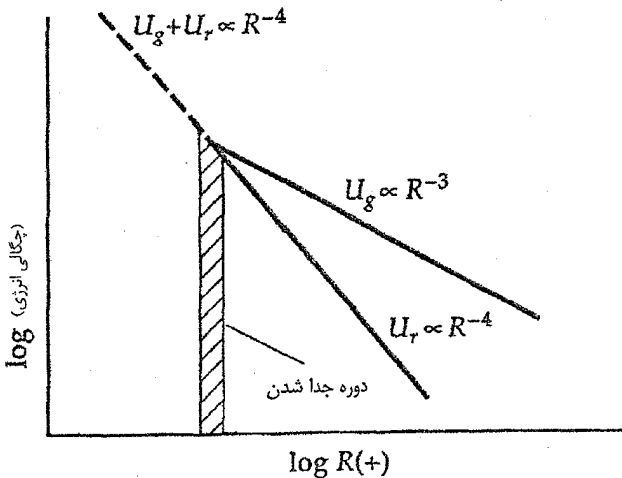
$$Rr = (R/R)S = HS \quad (\text{پ ۷-۲۷})$$

توجه کنید که تنها فرض در اینجا برقراری متریک رابرتسون - واکر می باشد. قانون هابل با فرض همگنی و یک روندی جهان برقرار می باشد.

### پ ۷-۳ تاریخچه حرارتی جهان

در مرحله بعد تاریخچه چگالی انرژی دو مولفه اصلی از جهان را مورد بررسی قرار می دهیم. مولفه مادی دارای  $U_g(t)$  است، که تقریباً توسط انرژی جرم سکون تقسیم بر حجم داده می شود. (در مقایسه با جرم سکون، دیگر اشکال انرژی نظیر انرژی داخلی یا انرژی پتانسیل ناچیز هستند.) بنابراین،  $U_g(t) \propto \frac{1}{R^3(t)}$  زیرا حجم با انبساط عام توسعه پیدا می کند.

دیگر مولفه اصلی جهان فوتونها هستند که از تابش زمینه کیهانی (CMB) سرچشمه می گیرند. به چه صورت چگالی انرژی تابش با زمان تغییر می کند؟ چگالی عددی فوتونها به صورت  $\frac{1}{R^3}$  و انرژی هر فوتون به شکل  $\frac{1}{R}$  تغییر می کند زیرا آنها انتقال به سرخ پیدا کرده اند. بنابراین،  $U_r(t) \propto \frac{1}{R^4(t)}$ .



شکل پ ۷-۲. تاریخچه حرارتی جهان. امروزه چگالی انرژی ماده بر چگالی انرژی تابش زمینه کیهانی غلبه دارد، در صورتی که عکس آن در دوران جدا شدن صحت داشت.

در زمان حال،  $U_r \gg U_g$ ، اما اگر بستگی زمانی  $U_r$  و  $U_g$  را به گذشته تصویر کنیم، به زمانی می‌رسیم که  $U_r \gg U_g$ . این زمان به دوره تابش مشهور است. شکل (پ ۷-۲) را ملاحظه کنید. چگالی انرژی برای هیدروژن و هلیوم باندازه کافی زیاد بود (اساساً تنها دو عنصر موجود) تا کاملاً یونیده باشند. تعداد زیادی از فوتونهای پرنرژی با گاز توسط فرآیندهای پراکندگی تامسون و کامپتون با الکترونها جفت شدند. توسط این سازوکار، تاریخچه حرارتی گاز توسط خصوصیات حرارتی تابش تعیین می‌شود. این جفت شدگی ادامه یافت تا اینکه  $T$  باندازه کافی برای پیوستن الکترونها به یونها و شکل‌گیری اتمهای خنثی کوچک شد؛ این واقعه در زمانی رخ داد که ما آن را دوره جدا شدن می‌نامیم.

برای تخمین زمان دوره جدا شدن، دمای امروزه جهان (حدود  $3k$ ) را با دما در زمان جدانشدگی (حدود  $3000k$ ) مقایسه کنید. به علت اینکه  $T \propto \frac{1}{R}$

$$\text{جدا شدن } z = 1000 \approx 1 + z \quad \text{جدا شدن } R_0/R \quad (\text{پ ۷-۲۹})$$

شکاف بزرگی در فاصله انتقال به سرخ بین اختروشهای بسیار دور با  $z \approx 4$  و انتقال به سرخ  $CBR$  وجود دارد. شکاف زمانی چندان بزرگ نیست. اگر جهان ۱۵ تا ۲۰ بیلیون ساله باشد، شکل‌گیری کهکشانها و ستاره‌ها و خوشه‌های آنها با بازگشت حدود  $\frac{2}{3}$  به عقب اتفاق افتاده است. در مقایسه، دوره جدا شدن حدود ۳۰۰۰۰۰ تا ۵۰۰۰۰۰ سال بعد از انفجار بزرگ رخ داد.

مشاهدات نشان می‌دهند که امروزه  $CBR$  یک طیف جسم سیاه دارد. تابش چگونه تحول پیدا کرده است؟ جواب این است که آن ویژگی جسم سیاه را در طول زمان حفظ کرده است. اثبات بر این فرض بنا نهاده شده است که چگالی عددی فوتونها در مختصات هم حرکت یکسان باقی می‌ماند. تنها طریقی که این حالت رخ نمی‌دهد در خلال فرآیندهای جذب یا نشر در گاز می‌باشد، ولی نسبت تعداد فوتونها به بار یونها حدود  $10^{10}$  است، بنابراین گاز به طور موثری نمی‌تواند تعداد فوتونها را تغییر دهد. تعداد فوتونها در یک حجم از فضا برابر است با

$$dN = \pi^2 \nu^2 V dv / [c^3 (e^{h\nu/kT} - 1)] \quad (\text{پ ۷-۳۰})$$

اکنون اگر بسامد فوتونها را در زمانهای  $t_a$  و  $t_b$  مورد تجربه قرار دهیم، نتیجه خواهیم گرفت

$$\nu_b = (R_a/R_b) \nu_a$$

و

$$d\nu_b = (R_a/R_b) d\nu_a \quad (\text{پ ۷-۳۱})$$

بنابراین تعداد فوتونها در لحظه  $t_b$  برابر است با

$$dN_b = dN_a \quad (\text{پ ۷-۳۲})$$

$$= \frac{4\pi\nu_a^3 (R_a/R_b)^3 V_a (R_b/R_a)^3 d\nu_a (R_a/R_b)}{[c^3 (e^{h\nu R_b/kT_a R_a} - 1)]}$$

تمام جملات انبساطی در مخرج حذف شده‌اند، و معادله (پ ۷-۳۲) شکل استاندارد جسم سیاه را دارد به شرطی که دمای جدید به صورت زیر باشد

$$T_b = (R_a/R_b) T_a \quad (\text{پ ۷-۳۳})$$

### پ ۷-۴ انحناء

یکی از جالبترین مفاهیم در GR و کیهان‌شناسی این ایده است که جهان ممکن است انحناء یافته باشد. یک راه برای تحقیق در مورد انحناء از مقایسه با انحناء اسکالر  $\frac{1}{r^2}$  است که شکل دایره‌ها و کره‌ها را در فضای تخت توصیف می‌کند. کره‌هایی با شعاع بزرگتر دارای مقادیر کوچکتری از انحناء می‌باشند - آنها با شعاع کوچکتر به مسطح بودن نزدیک‌ترند تا کره. در کیهان‌شناسی، انحناء مشابهی معرفی می‌کنیم که به صورت زیر تعریف می‌شود

$$kc^2/R^2 = H_0^2 (2q_0 - 1) = H_0^2 (\Omega_0 - 1) \quad (\text{پ ۷-۳۴})$$

پارامتر چگالی  $\Omega$  را در این معادله معرفی کردیم؛ مقدار آن ۲ برابر پارامتر کند شدن است. اگر  $\Omega_0 = 1$  (چگالی بحرانی)، آنگاه جهان تخت است زیرا  $R$  بینهایت و انحناء صفر می‌شود.

رابطه حجم - انتقال به سرخ

در قدم بعدی به حجم در کیهان‌شناسی توجه می‌کنیم. اگر بتوانیم نشان دهیم که ازدیاد حجم در مکعب فاصله برقرار نیست، آنگاه فضا انحناء یافته نمایش داده خواهد شد. از متریک رابرتسون - واکر با  $dt = 0$  نتیجه می‌گیریم

$$dl^2 = R^2(t) [dr^2 / (1 - kr^2) + r^2 (d\theta^2 + \sin^2\theta d\phi^2)] \quad (\text{پ ۷-۳۵})$$

و سپس یک حجم کروی خواهد شد

$$V = 4\pi R^3 \int_0^r (r^2 dr) / \sqrt{1 - kr^2} \int_0^{\pi/2} \sin\theta d\theta \quad (\text{پ ۷-۳۶})$$

برای  $k = 1$ ، حجم برابر است با

$$V_{+1} = [4\pi (Rr)^3 / 3] [(\frac{r}{R}) \sin^{-1} r/R - (\frac{r}{R}) \sqrt{1 - kr^2} / r^2] \quad (\text{پ ۷-۳۷})$$

برای  $k = 0$ ، همان طور که انتظار می‌رود، حجم برابر است با

$$V_0 = 4\pi (Rr)^2/3 \quad (\text{پ ۷-۳۸})$$

و برای  $k = -1$ ، داریم

$$V_{-1} = [4\pi (Rr)^2/3] \left[ \left( \frac{r}{R} \right) \sqrt{1 + r^2/R^2} - (3/2) \sinh^{-1} r/R \right] \quad (\text{پ ۷-۳۹})$$

اکنون  $r$  فاصله مبدا سیستم مختصات تا نقطه  $(r, \theta, \varphi)$  نیست. فاصله توسط معادله (۷-۲۵) داده می‌شود. با جایگذاری این مقادیر در معادلات (پ ۷-۳۷) تا (پ ۷-۳۹) و بسط آنها بر حسب  $(\frac{l}{R})$ ، نتیجه می‌گیریم

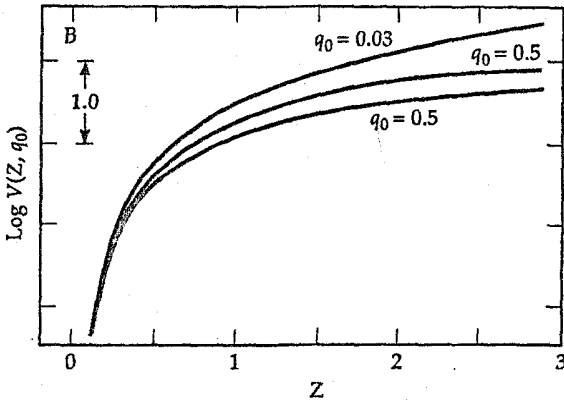
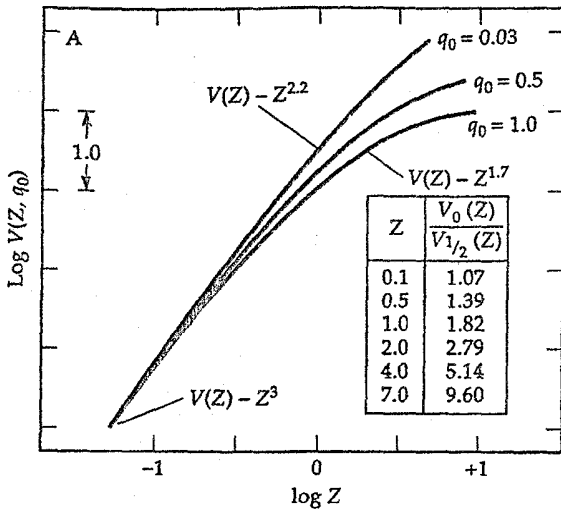
$$V(l) = (4\pi l^3/3) [1 - (k/5)(l/R)^2 + O(l/R)^4] \quad (\text{پ ۷-۴۰})$$

که جمله آخر جملات مراتب بزرگتر بسط را نشان می‌دهد و بازاء  $R \gg l$  می‌توانند حذف شوند. چگونه می‌توانید حجم را صریحاً بدست آورید؟ تغییر زمانی  $R$  توسط معادله فریدمن<sup>۱</sup> دینامیکی (۱۱-۲۵) داده می‌شود. حلهای معادله (۱۱-۲۵) برای تمام مقادیر  $q_0$  عبارتند از

$$r = (2q_0 - 1)^{1/2} / [q_0^2 (1+z)] [zq_0 + (q_0 - 1)(-1 + (2q_0 z + 1)^{1/2})]$$

$$R_0 r = c / [H_0 q_0^2 (1+z)] [zq_0 + (q_0 - 1)(-1 + (2q_0 z + 1)^{1/2})]$$

با این حلهای کامل،  $r$  و  $Rr$  را در معادلات (پ ۷-۳۷) تا (پ ۷-۳۹) مربوط به  $V(r)$  قرار می‌دهیم تا  $V(z)$  بدست آید. شکل (پ ۷-۳) این روابط را برای سه مقدار  $q_0$  نشان می‌دهد. توجه داشته باشید که حجم‌ها به سرعت مکعب فاصله برای مقادیر غیرصفر چگالی زیاد نمی‌شوند.



شکل پ ۷-۳. الگوهای مثال مربوط به رابطه حجم - انتقال به سرخ نشان می دهد حجمها در جهان انحناء یافته با مکعب فاصله متناسب نیست. [گرفته شده از تصویری توسط ای. ساندریج<sup>۱</sup>، ۱۹۸۸ م. ۲۶:۵۷۵  
*[Annual Reviews of Astronomy and Astrophysics,*

رابطه قدر - انتقال به سرخ

به طریق مشابه، می توانیم تعیین کنیم که چگونه قدرهای قابل اندازه گیری کهکشانی با انتقال به سرخ تغییر می کند. قدر ظاهری را به صورت  $m_r$  می نویسیم زیرا طول موج مشاهده به علت انتقال به سرخ بسیار مهم است. برای مثال، دورترین اختر و شهابی را که در ناحیه مرئی طیف

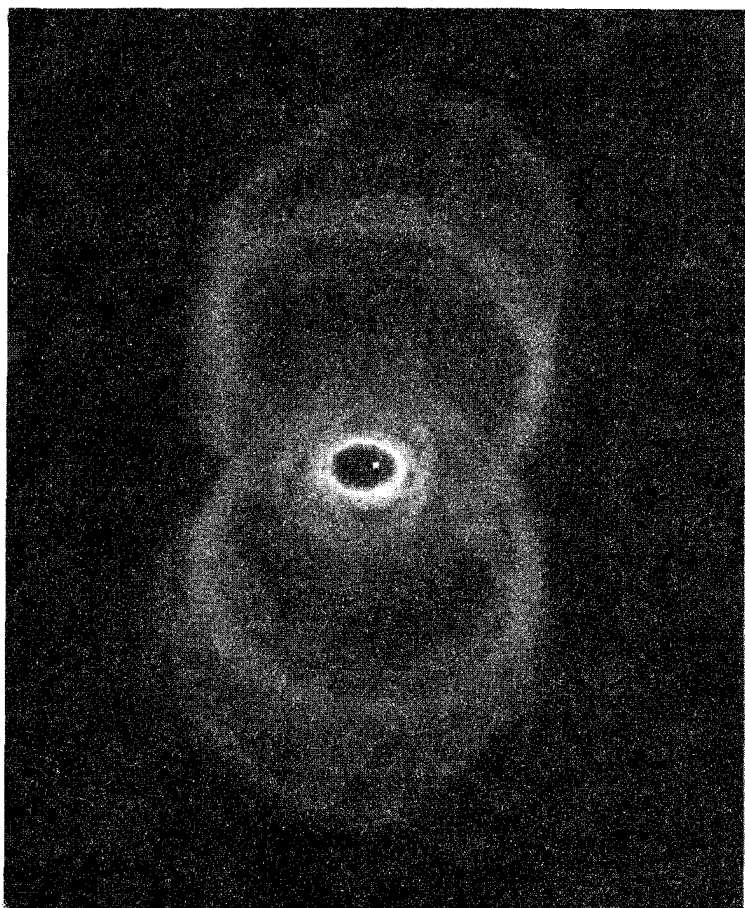
می‌بینیم دارای همان نور منتشره در فوایتش بوده‌اند. بنابراین باید "اصلاح  $k$ " را که به عنوان انتقال نسبی پهنای طیفی محسوب می‌شود، وارد کرد. هم چنین ما بایستی یک اصلاح تحولی در انتقال به سرخهای باندازه کافی بالا وارد کنیم زیرا جهان (و هر کهکشان در داخل آن) به طور قابل ملاحظه‌ای در آن دوره جوانتر بوده‌اند. با استفاده از نماد واضحی برای این دو اصلاح، رابطه بین قدر ظاهری، قدر مطلق، پارامتر کند شدن، و  $z$  را به صورت زیر بدست می‌آوریم

$$m_z = M_z - k_z(z) - E_z(t) + 5 \log q_0^{-2} \quad (\text{پ } ۷-۴۳)$$

$$\times \{zq_0 + (q_0 - 1)[-1 + (2q_0 z + 1)^{1/2}]\}$$

اساساً، شما ممکن است از رابطه حجم - انتقال به سرخ یا قدر - انتقال به سرخ (و چند رابطه دیگر از همین نوع) برای جستجوی الگوهای کیهان‌شناسی استفاده کنید. اینها نسبتاً روشهای مستقیم تعیین انحناء فضا - زمان می‌باشند. مساله این است که تمام روشهای مستقیم مشتمل بر نگاه در فواصل خیلی دور می‌باشند، بنابراین با نگاه به چنین زمانهای طولانی در گذشته، تحول کهکشان آثار مهمی داشته است. متأسفانه، معلومات کافی از این آثار نداریم تا درکی از مشاهدات داشته باشیم. این روش چگالی فضا را بوسیله اندازه‌گیری انحناء تعیین می‌کند. روش متضادی نیز می‌تواند بکار رود. مجدداً در اصل، می‌توانیم چگالی جهان را اندازه بگیریم، و از آن برای تعیین انحناء استفاده کنیم. در حالت اخیر، هم چنین مساله‌ای داریم - ماده تاریک. آیا آن واقعاً وجود دارد؟ آن چه اندازه اصلاح دارد؟ حالت کیهان‌شناسی کمی سردرگم است.

## ستارگان: فواصل و قدرها



در مورد خورشید، نزدیکترین ستاره، بحث شد و اکنون به ورای منظومه شمسی به سمت ستارگان نظر می‌افکنیم. در این فصل بعضی از روشهایی که فواصل تا ستارگان را تعیین و روشنایی ستاره‌ای را برحسب جملات نجومی کمی مشخص می‌کند، ارائه می‌دهیم. نکته اصلی این است: با مقایسه دیگر ستارگان با خورشید، می‌توانیم خصوصیات فیزیکی آنها را نتیجه بگیریم.

## ۱-۱۱ فواصل تا ستارگان

در داخل منظومه شمسی، می‌توانیم فواصل را با استفاده از مکانیک سماوی نیوتونی و رادار تعیین کنیم. لیکن، حتی نزدیکترین ستارگان، برحسب مقیاسهای آشنا نظیر واحد نجومی آن قدر دور هستند که برای تعیین فواصل آنها باید روشهای دیگری به کار گرفته شود. همان طور که ملاحظه خواهید کرد، بعضی از این روشها کاملاً غیرمستقیم هستند.

### (الف) اختلاف منظر مثلثاتی (خورشید مرکزی)

همان طور که زمین به دور خورشید می‌گردد، نزدیکترین ستارگان نسبت به ستارگان دورتر در حال حرکت به نظر می‌رسند. عدم هرگونه مشاهده‌ای از این اثر اختلاف منظر خورشید مرکزی، باعث شد که ستاره‌شناسانی نظیر تیکوبراهه از الگوی خورشید مرکزی کپرنیک در مورد منظومه شمسی طرفداری کنند. تا این که در سال ۱۸۳۸ م. موقعی که اف. بسل<sup>۱</sup> اختلاف منظر ستاره دجاجه ۶۱ و اف. استرو<sup>۲</sup> اختلاف منظر ستاره نسر واقع<sup>۳</sup> را آشکار ساختند، سرانجام الگوی کپرنیک پذیرفته شد. (قابل توجه است که کشف برادلی<sup>۴</sup> در مورد انحراف ستاره‌ای [بخش ۳-۳ (الف)] در سال ۱۷۲۹ م. ثابت کرد که زمین در حال حرکت است.)

جابه‌جایی اختلاف منظری یک ستاره در آسمان نتیجه حرکت مداری زمین است و به ما امکان می‌دهد فاصله خورشید از ستاره را توسط روش اختلاف منظر مثلثاتی تعیین کنیم [شکل (۱-۱۱)]. اختلاف منظر مثلثاتی ستاره را به صورت زاویه  $\pi$  که از ستاره توسط مدار زمین به شعاع ۱ واحد نجومی دیده می‌شود، تعریف می‌کنیم. اگر ستاره نسبت به خورشید ساکن باشد، اختلاف منظر نصف بیشینه جابه‌جایی زاویه‌ای ظاهری سالانه ستاره که از زمین دیده می‌شود، می‌باشد. فرض کنید  $a$  فاصله زمین - خورشید و  $d$  فاصله ستاره - خورشید باشد، آنگاه داریم

$$\pi \text{ (rad)} = a/d \quad (1-11)$$

به خاطر داشته باشید که در یک دایره،  $2\pi$  رادیان وجود دارد ( $360^\circ$ ). بنابراین، رادیان برابر است با  $(20.6264/81)^\circ$  یا  $57.1744/81$ . لذا، اگر همه زوایا را برحسب ثانیه قوسی و همه فاصله‌ها را برحسب پارسک (به طور اختصار "pc"؛  $1 \text{ pc} = 20.6265 \text{ AU}$ ) اندازه بگیریم، معادله (۱-۱۱) به صورت زیر در می‌آید

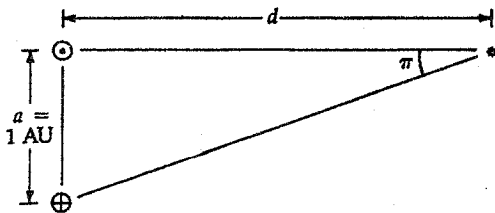
1- F. Bessel

2- F. Strue

3- Vega

4-Bradley





شکل ۱۱-۱. اختلاف منظر مثلثاتی. زاویه حاصل توسط مدار زمین به شعاع ۱ AU و برابر است با  $\pi$  ثانیه قوسی در فاصله خورشید-ستاره  $d$  (بر حسب پارسک).

$$\pi'' = \frac{1}{d} \quad (۲-۱۱)$$

توجه کنید که  $۱ \text{ pc} = ۳/۰۸۶ \times ۱۰^{۱۶} \text{ m} = ۳/۲۶۱ \text{ ly}$  است، زیرا یک سال نوری فاصله‌ای است که نور در طی یک سال می‌پیماید. [در حقیقت دید آن همان طور که در بخش ۳-۳ (ب) توضیح داده شد و تصویر (۳-۱۴) نشان می‌دهد، سه بعدی می‌باشد. شکل (۱۱-۱) وضعیت ستاره را در صفحه مدار زمین نشان می‌دهد.]

اندازه‌گیری و تفسیر اختلاف منظر ستاره‌ای شاخه‌ای از نجوم سنجی می‌باشد که کاری دقیق و زمان‌گیر است. توجه کنید که نزدیکترین ستاره، آلفا قنطورس در فاصله  $۱/۳ \text{ pc}$  فقط دارای اختلاف منظری برابر  $۰/۷۶''$  است [جدول ضمیمه (۴-۱)]; سایر ستارگان اختلاف منظر کمتری دارند. امروزه اختلاف منظر ستاره را با احتمال خطائی از مرتبه  $\pm ۰/۰۰۴''$  می‌توان تعیین کرد، این بدان معنی است که اختلاف منظر  $\pm ۰/۰۰۴''$  با احتمال  $۵۰\%$  بین حدود  $۰/۰۹۶''$  و  $۰/۱۰۴''$  قرار دارد. بنابراین، اختلاف منظرهای مثلثاتی موجود فقط تا فواصلی در حدود  $۱۰۰ \text{ pc}$  ( $\pi'' = ۰/۰۱''$ ) قابل قبول می‌باشند.

پیشرفتهای فن‌آوری (شامل تلسکوپ فضایی هابل) دقت در اختلاف منظر را در خلال چند سال به  $۰/۰۰۱''$  رسانده است. تاکنون کمتر از  $۱۰۰۰۰$  اختلاف منظر ستاره‌ای اندازه‌گیری شده‌اند (و فقط  $۵۰۰$  نمونه از آنها به خوبی معلوم شده‌اند). روش اختلاف منظر مثلثاتی مهم است، زیرا آن تنها روش مستقیم فاصله‌یابی برای ستارگان می‌باشد.

ماهواره هیپارکوس<sup>۱</sup> از آژانس فضایی اروپایی در خلال چهارسال اطلاعات ما را به طور

گسترده‌ای از موقعیت ۱۱۸۰۰۰ ستاره با دقتی بیش از ۱۰۰ برابر مشاهدات زمینی (بهتر از  $10^{-3}$  ثانیه قوسی) توسعه داده است. این داده‌ها فهرست هیپارکوس را به وجود آورده است؛ با اندکی تقریب، شامل یک میلیون ستاره می‌باشد. به طور کلی، مشاهدات نجوم را متحول می‌کنند.

### (ب) سایر روشهای هندسی

برای رسیدن به فواصل بیشتر از  $10^4 pc$  با به کارگیری روشهای هندسی می‌توانیم از (۱) حرکت خورشید از میان ستارگان نزدیک و (۲) حرکات خوشه‌های ستاره‌ای که خیلی دور نیستند، استفاده کنیم. هر دو روش به حرکات ستاره‌ای بستگی دارند؛ به علت این که این موضوع به طور مفصل در فصل ۱۵ بحث می‌شود، در اینجا فقط به اختصار روش‌ها را توضیح می‌دهیم.

حرکت خورشید در بین ستارگان نزدیک - حرکت خورشیدی - برابر  $20 km/s$  ( $4/1$ ) واحد نجومی برسال) به سمت صورت فلکی هرکول است. این خط پایه، سال به سال رشد می‌کند به طوری که در فاصله ده سال، قادر خواهیم بود فواصل ستاره‌ای تا حدود ۲۰۰۰ پارسک را اندازه بگیریم، به شرط آن که ستارگان نزدیک در فضا ساکن باشند. تمام ستارگان حرکت می‌کنند همان طوری که خورشید حرکت می‌کند، و بدین ترتیب فقط اختلاف منظرهای متوسط گروههای ستاره‌ای ممکن می‌باشند. با فرض این که حرکات ویژه ستارگان [بخش (۱۵-۱)] در یک نمونه بزرگ [ترجیحاً از یک نمونه طیفی؛ بخش (۱۳-۲)] به طور متوسط صفر باشد، می‌توانیم اختلاف منظر متوسط آن نمونه را استنتاج کنیم. به علاوه، چون حرکت خورشیدی تنها بر آن مولفه حرکت ویژه ستاره‌ای که موازی با حرکت خورشیدی است اثر می‌گذارد، ممکن است از مولفه (عمود) دیگر برای پیدا کردن اختلاف منظرهای آماری استفاده کنیم [بخش (۱۵-۲)]. توجه داشته باشید که مجبور بودیم برای به دست آوردن فواصل بیشتر و فواصل به دست آمده مربوط به یک گروه از ستارگان، دقت در اندازه‌گیری را قربانی کنیم.

روش خوشه متحرک به فواصل ستاره‌ای منفرد دقیق بزرگتر از  $10^4 pc$  منجر می‌شود؛ متأسفانه، تعداد بسیار اندکی از خوشه‌ها (خوشه هییاد در صورت فلکی گاونر، بهترین نمونه مطالعه شده می‌باشد) وجود دارند که این روش برای آنها قابل به کارگیری است. یک خوشه ستاره‌ای شامل ستارگان زیادی است که در فضا در حرکت گروهی می‌باشند، زیرا ستارگان به طور گرانشی به یکدیگر وابسته‌اند. اگر خوشه، زاویه قابل ملاحظه‌ای را در آسمان در بر بگیرد حرکات ویژه ستاره‌ای، جداگانه به نظر می‌رسند که به یک نقطه منفردی در آسمان همگرا (یا از آن واگرا) می‌شوند. با اندازه‌گیری سرعت شعاعی متوسط خوشه، و استفاده از محاسبات مثلثاتی می‌توانیم فاصله هر ستاره در خوشه را تعیین کنیم [بخش (۱۵-۳)].

## (ج) فواصل تابندگی

سرانجام، مروری بر تعیین فاصله متکی بر تابندگی ستاره‌ای داریم. ما بایستی به این روشهای نسبتاً غیر مستقیم برای بررسی واقعی کهکشانیان (و دیگر کهکشانیها) اعتماد کنیم. هر روش فقط فواصل نسبی را بدست می‌دهد، تا این که ستارگان مورد نظر را درجه بندی کنیم. وقتی درجه بندی تکمیل می‌گردد که یک ستاره نمونه نزدیک (یا خوشه) را پیدا کنیم تا فاصله و تابندگی ستاره بتواند توسط اختلاف منظر مثلثاتی و یا روش خوشه - متحرک تعیین شود. چون شار تابشی با مجذور فاصله از منبع کاهش می‌یابد [بخش (۸-۱) (ج)]، به محض این که فاصله معلوم شد تابندگی با استفاده از شار مشاهده شده، تعیین می‌شود. برعکس، اگر بتوانیم تابندگی را تخمین بزنیم و شار را اندازه بگیریم، می‌توانیم فاصله را از قانون عکس مربع نور، نتیجه بگیریم. به طور مشروح در دو فصل آینده خواهید دید که چگونه این روشها کاربرد خواهند داشت. موضوع فواصل ستاره‌ای بر کل نجوم و اختر فیزیک تاکید می‌کند. اکنون به طور کمی روشنائی‌های ستاره‌ای را مورد بحث قرار می‌دهیم و آنها را به فواصل ستاره‌ای مربوط می‌کنیم.

## ۱۱-۲ مقیاس قدر ستاره‌ای

اولین مقیاس روشنائی ستاره‌ای - مقیاس قدر - توسط هیپارکوس تعریف شد و مجدداً توسط بطلمیوس<sup>۱</sup> حدود ۲۰۰۰ سال قبل تعریف گردید. در این طرح کیفی، ستارگان مرئی با چشم غیر مسلح در شش دسته قرار می‌گیرند: روشن‌ترین [جدول ضمیمه (۲-۴)] آنها قدر اول و ضعیف‌ترین آنها قدر ششم دارند. توجه کنید که ستاره روشن‌تر دارای مقدار قدر کوچکتری است. در سال ۱۸۵۶ م. ان. آر. پاگسون<sup>۲</sup> در مورد یافته ویلیام هرشل نتیجه گرفت که یک ستاره قدر اول ۱۰۰ برابر روشن‌تر از یک ستاره قدر ششم است، و به این ترتیب، مقیاس کمی شد. چون یک فاصله ۵ واحدی قدر با ضریب ۱۰۰ در روشنائی متناظر است، یک اختلاف یک قدری با ضریب  $100^{1/5} = 2/512$  متناظر است. (این تعریف عمل دید انسان را منعکس می‌کند که نسبتهای مساوی شدت واقعی را به فواصل مساوی شدت‌های مشاهده شده بر می‌گرداند. به بیان دیگر، چشم یک آشکارساز لگاریتمی است.) این مقیاس قدر به قدرهای مثبت بزرگتر از  $+6$  برای دربرگیری ستارگان ضعیف (تلسکوپ ۵ متری بر روی کوه پالومار می‌تواند به قدر

۲۳/۵ + برسد) و به قدرهای منفی برای اجرام بسیار روشن (ستاره شعرای یمانی دارای قدر ۱/۴- است) تعمیم یافته است. انتظار می رود حد قدر تلسکوپ فضایی هابل به حدود ۲۵ + برسد.

از نظر ستاره شناسان، کار با لگاریتم در پایه ۱۰ (ضمیمه ۹) نسبت به نما برای تبدیل نسبت روشنایی به قدر و بالعکس، ساده تر است. دو ستاره با قدرهای  $m$  و  $n$  با روشنایی های ظاهری (شارهای) متوالی  $f_m$  و  $f_n$  را در نظر می گیریم. نسبت روشناییهای آنها  $\frac{f_n}{f_m}$  به اختلاف قدر  $m - n$  مربوط می شود. چون اختلاف یک واحد قدر به معنی نسبت روشنایی  $100^{1/5}$  است، پس قدر

$m - n$  با نسبت  $100^{(m-n)/5} = (100^{1/5})^{m-n}$  متناظر است، یا

$$\frac{f_n}{f_m} = 100^{(m-n)/5} \quad (3-11)$$

با گرفتن لگاریتم پایه ۱۰ از طرفین معادله (۳-۱۱) و با توجه به  $\log x^a = a \log x$  و  $\log 10 = a = \log 10^a$  نتیجه می شود

$$\log \frac{f_n}{f_m} = [(m-n)/5] \log 100 = 0.4(m-n) \quad (4-11)$$

یا

$$m - n = 2.5 \log \frac{f_n}{f_m} \quad (5-11)$$

معادله (۵-۱۱) قدر ظاهری را تعریف می کند؛ توجه کنید که  $m > n$  وقتی که  $f_n > f_m$  باشد، یعنی اجرام روشن تر از نظر عددی قدرهای کوچکتری دارند. همچنین توجه کنید که روشنایی های اجسام مشاهده شده از زمین، به طور فیزیکی شار آنها می باشد. قدر ظاهری یک راه ویژه نجومی برای صحبت راجع به شار می باشد.

## کاربرد مفهومی

قدرها و شارها

(الف) قدر ظاهری ستاره متغیر RR شلیاق از ۷/۱ تا ۷/۸ تغییر می کند - دامنه قدری برابر ۰/۷. برای پیدا کردن افزایشی نسبی روشنایی از کمینه تا بیشینه، از رابطه زیر استفاده می کنیم

$$\log (f_{\max}/f_{\min}) = 0.4 \times 0.7 = 0.28$$

بنابراین

$$\frac{f_{\max}}{f_{\min}} = 10^{0.28} = 1.93$$

این ستاره تقریباً در بیشینه دو برابر روشن تر از کمینه است.

(ب) یک سیستم دوتائی از دو ستاره  $a$  و  $b$  با نسبت روشنائی ۲ تشکیل شده است؛ مع ذالک آنها را به صورت نقطه غیر قابل تفکیکی با قدر ۵ + مشاهده می‌کنیم. می‌خواهیم قدر هر ستاره را پیدا کنیم. اختلاف قدر برابر است با

$$m_b - m_a = 2/5 \log \left( \frac{f_a}{f_b} \right) = 2/5 \log 2 = 0.75$$

چون در حال بحث در مورد نسبت‌های روشنائی هستیم، درست نیست  $m_a + m_b = 5$  قرار دهیم. مجموع تابندگی‌های  $(f_a + f_b)$  با یک ستاره قدر پنجم متناظر است. حال این کمیت را با یک ستاره ۱۰۰ برابر روشن‌تر به قدر صفر و تابندگی  $f_0$  مقایسه می‌کنیم:

$$m_{a+b} - m_0 = 2/5 \log \left[ \frac{f_0}{f_a + f_b} \right]$$

یا

$$5 - 0 = 2/5 \log 100 = 5$$

اما  $f_a = 2f_b$ ، بنابراین  $f_a + f_b = \frac{f_a + f_b}{3}$ ؛ لذا

$$m_b - m_0 = 2/5 \log \left( \frac{f_0}{f_b} \right)$$

$$= 2/5 \log 300 = 2/5 \times 2/477 = 6/19$$

قدر ستاره ضعیفتر برابر ۶/۱۹ است، و از نتیجه اخیر در مورد اختلاف قدر، قدر ستاره روشن‌تر ۵/۴۴ می‌شود.

### ۱۱-۳ قدر مطلق و مدول فاصله

تا به حال با ستارگانی سروکار داشته‌ایم که آنها را می‌بینیم، یعنی، شارها یا قدرهای ظاهری آنها؛ اما غالباً می‌خواهیم تابندگی یک ستاره را بدانیم. یک ستاره بسیار روشن چنانچه به اندازه کافی دور باشد تاریک دیده می‌شود، و یک ستاره با تابندگی کم چنانچه به اندازه کافی نزدیک باشد ممکن است روشن به نظر برسد. خورشید ما حالت مناسبی است: اگر در فاصله نزدیک‌ترین ستاره (آلفا قنطورس) می‌بود، خورشید اندکی ضعیف‌تر از این ستاره به نظر می‌رسید. بنابراین، فاصله رابط بین شارها و تابندگیها می‌باشد.

تابندگی یک ستاره به قدر مطلق آن مربوط می‌شود و آن قدری است که اگر ستاره در فاصله ۱۰ پارسکی از خورشید واقع شود، مشاهده می‌گردد. (توجه کنید که قدر مطلق راهی برای

صحت درباره تابندگی بخصوص در نجوم می باشد. طبق قرارداد، قدر مطلق با  $(M)$  و قدر ظاهری با  $(m)$  نوشته می شود. قانون عکس مربع شار تابشی، شار  $f$  یک ستاره در فاصله  $d$  را به تابندگی  $L$  که در فاصله  $D = 10 \text{ pc}$  دارا می باشد، مرتبط می کند:

$$\frac{L}{f} = \left(\frac{d}{D}\right)^2 = \left(\frac{d}{10}\right)^2$$

اگر  $M$  به  $L$  و  $m$  به  $f$  مربوط شود، آنگاه معادله (۱۱-۵) به صورت زیر در می آید

$$\begin{aligned} m - M &= 2.5 \log\left(\frac{L}{f}\right) \\ &= 2.5 \log\left(\frac{d}{10}\right)^2 = 5 \log\left(\frac{d}{10}\right) \end{aligned}$$

با بسط این عبارت، اشکال مفید دیگری را به دست می آوریم

$$m - M = 5 \log d - 5 \quad (6-11)$$

$$M = m + 5 - 5 \log d \quad (7-11)$$

$$M = m + 5 + 5 \log \pi'' \quad (8-11)$$

در اینجا  $d$  برحسب پارسک و  $\pi''$  زاویه اختلاف منظر برحسب ثانیه قوسی است. کمیت  $m - M$  مدول فاصله نامیده می شود که مستقیماً به فاصله ستاره در معادله (۱۱-۶) مربوط است. در اکثر کاربردها، تنها به مدولهای فاصله اجرام متفاوت ارجاع می دهیم تا این که آن را به فواصل برحسب پارسک یا سال نوری برگردانیم.

## ۱۱-۴ قدرها در طول موجهای مختلف

نوع قدری که اندازه می گیریم به نوع صافی مورد استفاده در مسیر نور تا آشکارساز و تابع پاسخ آشکارساز آن وابسته است. بنابراین، این مساله پیش می آید که چگونه سیستمهای قدری استاندارد را تعریف کنیم.

### (الف) سیستمهای قدری

آشکارسازهای تابش الکترومغناطیسی تنها به گستره های معینی از طول موج حساس هستند. بنابراین، در یک اندازه گیری معین تنها بخشی از تابش دریافت شده از ستاره بررسی می شود. چون شار نور ستاره با طول موج تغییر می کند، قدر یک ستاره به طول موجی که مشاهده می کنیم بستگی دارد. اساساً صفحات عکاسی تنها به نور آبی حساس اند. اصطلاح قدر عکاسی

( $m_{pg}$ ) هنوز به قدرهایی متمرکز در حوالی  $420\text{ nm}$  (در ناحیه آبی طیف) ارجاع می‌شود. به طور مشابه، به علت این که چشم انسان نسبت به رنگهای سبز و زرد بیشترین حساسیت را دارد، لذا قدر مرئی ( $m_v$ ) به طول موج ناحیه حدود  $540\text{ nm}$  مربوط می‌شود.

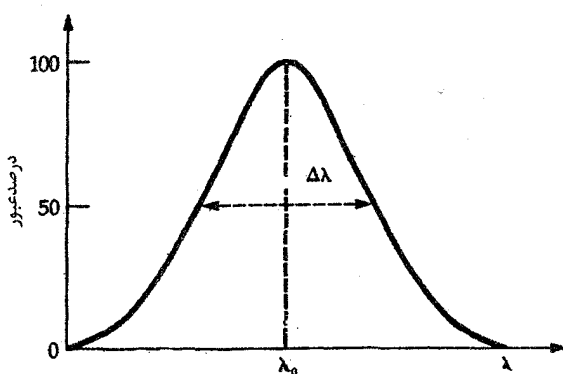
امروزه می‌توانیم قدرهایی در فرورسرخ، همچنین در فرابنفش را با استفاده از صافیهای ارتباط با حساسیت طیفی وسیع نورسنج‌های فتوالکتریکی، اندازه بگیریم. بنابراین، سیستم‌هایی با قدرهای بسیار متفاوت (ترکیبات رنگ) ممکن هستند. عموماً یک سیستم نورسنجی به یک آشکارساز، صافی‌ها، و درجه‌بندی (برحسب واحدهای انرژی) نیازمند است. خصوصیات صافیها توسط طول موج موثر،  $\lambda$  و پهنای عبور  $\Delta\lambda$  که پهنای کامل در نیمه بیشینه نمایه عبور تعریف می‌شود [شکل (۱۱-۲)]، درجه‌بندی می‌شوند. سه نمونه اصلی صافیها عبارتند از پهن ( $\Delta\lambda \approx 100\text{ nm}$ )، متوسط ( $\Delta\lambda \approx 10\text{ nm}$ )، و باریک ( $\Delta\lambda \approx 1\text{ nm}$ ). یک بده و بستان برای انتخاب پهنای عبور وجود دارد:  $\Delta\lambda$  کوچکتر اطلاعات طیفی بیشتری مهیا می‌کند اما شار کمتری به آشکارساز خواهد رسید، در نتیجه زمان جمع‌آوری طولانی‌تری لازم می‌باشد. برای یک بازه معلوم طیفی، طراحی صافیها عمده‌ترین اختلاف را در سیستم‌های قدر نورسنجی سبب می‌شود.

توجه داشته باشید که مشخصات یک صافی تابع شار اندازه‌گیری شده طیف می‌باشد. مثلاً، اگر طیف جسم سیاه مشاهده شود، آنگاه

$$\lambda_0 = \int_0^{\infty} \frac{\lambda \phi_f(\lambda) B(\lambda) d\lambda}{\phi_f(\lambda) B(\lambda) d\lambda}$$

که  $\phi_f(\lambda)$  تابع عبور صافی و  $B(\lambda)$  توزیع جسم سیاه پلانک می‌باشند. رابطه دلالت بر این دارد که یک صافی کاملاً تیز در یک طول موج منفرد شار تک رنگی از منبع را اندازه می‌گیرد. یک سیستم قدری که به طور وسیعی به کار می‌رود، سیستم  $UBV$  است: ترکیبی از قدرهای فرابنفش ( $U$ )، آبی ( $B$ )، و مرئی ( $V$ ) که توسط اچ. ال. جانسون<sup>۱</sup> توسعه داده شده است. این سه نوار به ترتیب در  $365$ ،  $440$ ، و  $550$  نانومتر متمرکزند؛ هر نوار طول موج تقریباً  $100$  نانومتر پهنا دارد [شکل (۱۱-۳)]. در این سیستم؛ قدرهای ظاهری توسط  $B$  یا  $V$  مشخص می‌شوند و قدرهای مطلق مربوط به آنها اندیس‌دار می‌شوند:  $M_B$  یا  $M_V$ . توجه کنید برای این که اندازه‌گیری شارها بتواند مفید باشد، باید سیستم  $UBV$  برای هر نواری که از آن می‌گذرد برحسب

واحد انرژی درجه بندی شود. این درجه بندی سخت ترین قسمت کار می باشد. عموماً، آن در ابتدا به مجموعه ای از ستارگان استاندارد که قدرها را برای مجموعه ای از صافیها و آشکارسازها تعریف می کند، اعتماد می نماید؛ یعنی، این ستارگان قدرهای استاندارد را برای سیستم نورسنجی با دقتی که آنها می توانند اندازه بگیرند، تعریف می کند. برای مثال، سیستم UBV حدود ۱۰۰ ستاره استاندارد اندازه گیری شده تا حدود  $\pm 0.1$  قدر دارد. سپس اگر بتوانیم تنها شار یکی از ستارگان را درجه بندی کنیم، در نتیجه سیستم را درجه بندی نموده ایم. درجه بندی معمولاً برای قدر صفر در هر صافی داده می شود؛ آنگاه تمام شارها از این تراز پایه بدست می آیند. ستاره ای که معمولاً به عنوان ستاره درجه بندی شده بکار می رود، نسر واقع می باشد.



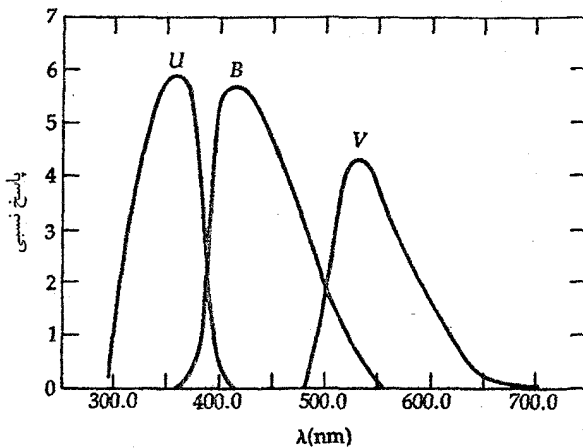
شکل ۱۱-۲. خصوصیات عمومی صافی عبور، با طول موج موثر یا مرکزی  $\lambda_0$  و پهنای کامل در نیمه بیشینه  $\Delta\lambda$ .

سرانجام، توجه می کنیم که سیستم UBV به قرمز، فروسرخ گسترش یافته است (تا اندازه ای به خاطر توسعه آشکارسازهای جدید، نظیر CCDها، که به این ناحیه طیف حساس اند). این توسعه ها به خوبی سیستم UBV گسترش یافته توسط هارولد جانسون<sup>۱</sup> استاندارد نیستند، اما آنها R و I در قرمز دور و J, H, K, L, M در فروسرخ را شامل می شوند [جدول (۱-۱۱)].



جدول ۱۱-۱. بعضی از نوارهای نورسنجی

پهنای عبور ( $\Delta\lambda$ )	طول موج موثر ( $\lambda_0$ )	نوار
۷۰ nm	۳۶۵ nm	U
۱۰۰ nm	۴۴۰ nm	B
۹۰ nm	۵۵۰ nm	V
۱۵۰ nm	۶۴۰ nm	R
۱۵۰ nm	۷۹۰ nm	I
$0.12 \mu\text{m}$	$1.25 \mu\text{m}$	J
$0.16 \mu\text{m}$	$1.66 \mu\text{m}$	H
$0.22 \mu\text{m}$	$2.22 \mu\text{m}$	K
$0.35 \mu\text{m}$	$3.45 \mu\text{m}$	L
$0.46 \mu\text{m}$	$4.65 \mu\text{m}$	M
$1.0 \mu\text{m}$	$10.3 \mu\text{m}$	N



شکل ۱۱-۳. صافیهای  $UBV$ . نمایه عبور صافیهای استاندارد در سیستم  $UBV$  برای منبعی با شار مساوی در تمام طول موجها.

## (ب) شاخص رنگ

اندازه گیری کمی رنگ یک ستاره توسط شاخص رنگ (CI) داده می شود، که به صورت اختلاف بین دو قدر در طول موج موثر متفاوت تعریف می شود. مثلاً

$$CI = m_{pg} - m_v = M_{pg} - M_v \quad (۹-۱۱ \text{ الف})$$

یا به طور عمومی تر

$$CI = m(\lambda_1) - m(\lambda_2) \quad (۹-۱۱ \text{ ب})$$

که تساوی در معادله (۷-۱۱) نتیجه می شود، زیرا ما راجع به یک ستاره صحبت می کنیم. توجه کنید که در یک ستاره، تفاوت معادله (۷-۱۱) برای دو رنگ سبب حذف جملات  $\log d$  می شود. بنابراین، قدر طول موج بلند از قدر طول موج کوتاه کم می شود و در نتیجه شاخص رنگ یک ستاره به فاصله بستگی ندارد. به طور مشابه، کمیات  $B-V$  و  $U-B$  نیز شاخصهای رنگ هستند. همچنین، توجه کنید که چون شاخص رنگ یک اختلاف قدر است، لذا برابر با نسبت شار در طول موجهای معین به کار رفته می باشد. یعنی

$$CI = \text{ثابت} - 2.5 \log [F(\lambda_1)/F(\lambda_2)]$$

ثابت، ثابت درجه بندی سیستم و  $F(\lambda_1)$  و  $F(\lambda_2)$  شارهای مشاهده شده در نوار طول موجی مختلف می باشند. مجدداً، اگر یک نشرکننده جسم سیاه را مشاهده کنیم، آنگاه

$$CI = \text{ثابت} - 2.5 \log [B(\lambda_1)/B(\lambda_2)]$$

سیستمهای قدری و شاخصهای رنگ آنها به وسایل وابسته اند، زیرا درصد انرژی ستاره ای برخوردی اندازه گیری شده به نوارهای طول موج [شکل (۱۱-۴)] و وسایل ویژه به کار رفته بستگی دارد. بنابراین، تمام مشاهدات ممکن بر یک پایه مقایسه شوند، سیستمها طوری تنظیم می شوند که شاخص رنگ ستارگان (نظیر نسر واقع) با دمای سطحی حدود  $10000 \text{ K}$  برابر صفر گردند. باین ترتیب، ستارگان داغ تر دارای یک شاخص رنگ منفی و ستارگان سردتر دارای یک شاخص رنگ مثبت می باشند.

به علت این که ستارگان دارای دمای متفاوت هستند، منحنیهای انرژی طیفی آنها (پلانک) در طول موجهای مختلف دارای قله است [بخش (۸-۶) و شکل (۱۱-۳)]؛ بنابراین، ستارگان داغ آبی گون و ستارگان سرد قرمزگون هستند. یا استفاده از شاخص رنگ  $B-V$  می بینیم که یک ستاره آبی گون ( $20000 \text{ K}$ ) دارای شاخص رنگ منفی است، زیرا در آبی روشن تر (قدر  $B$  کوچکتر) از طول موجهای بلندتر (قدر  $V$  بزرگتر) است. یک ستاره قرمزگون ( $3000 \text{ K}$ ) دارای

یک شاخص رنگ مثبت است، زیرا در  $V$  روشن تر از  $B$  است. شاخص رنگ  $R-I$  برای پیدا کردن دماهای ستارگان سردتر مفید می باشد، زیرا بیشتر شار آنها در ناحیه قرمز یا فرورسرخ نشر می شود.

اگر ستارگان به صورت اجسام سیاه کامل تابش کنند (آنها چنین نیستند!)، رابطه بین دماهای سطحی آنها و شاخص رنگ  $B-V$  به صورت تقریبی زیر است

$$B-V = -0.71 + \frac{7090}{T} \quad (11-10 \text{ الف})$$

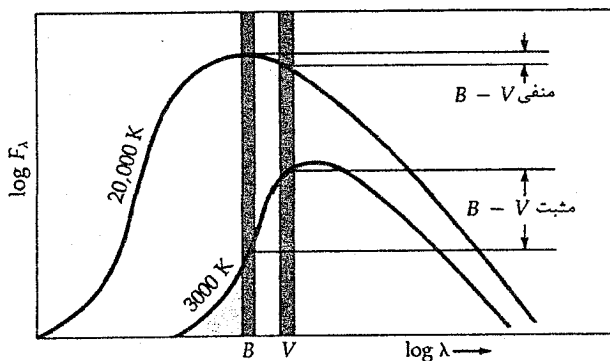
که ثابت از درجه بندی سیستم برای ستاره های با دمای  $T = 10000 \text{ K}$  که دارای  $B-V = 0.0$  می باشد، نتیجه شده است. سپس این معادله را طوری معکوس می کنیم که  $T$  بر حسب  $B-V$  بدست آید

$$T = 7090 / [(B-V) + 0.71] \quad (11-10 \text{ ب})$$

همان طور که در فصل ۱۳ خواهید دید، طیفهای ستارگان از طیف جسم سیاه انحراف پیدا می کنند، بنابراین این رابطه فقط یک راهنمای تقریبی می باشد. برای ستارگان نظیر خورشید، رابطه تجربی برای  $4000 \text{ K} < T < 10000 \text{ K}$  به صورت زیر است

$$B-V = -0.865 + \frac{8540}{T} \quad (11-11 \text{ الف})$$

$$T = \frac{8540}{[(B-V) + 0.865]} \quad (11-11 \text{ ب})$$



شکل ۱۱-۴. شاخص رنگ در سیستم  $UBV$ . منحنی های جسم سیاه برای  $20000 \text{ K}$  و  $3000 \text{ K}$  همراه با شدت های آنها در طول موجهای  $B$  و  $V$ . توجه کنید که  $B-V$  برای ستاره داغتر منفی و برای ستاره سردتر مثبت می باشد.

فرض کرده‌ایم که شاخصهای رنگ مشاهده شده برای ستارگان ذاتی هستند. بهرحال فضای بین ستاره‌ای توسط ذرات گرد و غبار که نور ستاره را جذب و پراکنده می‌کنند، پر شده است و در نتیجه نور مشاهده شده قرمزتر از هنگامی که گسیل می‌شود، به نظر می‌رسد [بخش (۱۹-۱) ب]. این قرمزشدگی بین ستاره‌ای وابسته به طول موج است و بنابراین بر شاخصهای رنگ اثر می‌گذارد. فرق بین شاخصهای رنگ ذاتی و مشاهده‌ای را جمله افزایش رنگی می‌نامیم. این موضوع را در اینجا به این علت یادآوری می‌کنیم تا آگاه شوید که دمای یک ستاره کاملاً توسط یک اندازه‌گیری منفرد شاخص رنگ بین دو نوار طول موج تعیین نمی‌شود - سه نور سنجی رنگی (یا بیشتر) برای تفکیک آثار قرمزشدگی بین ستاره‌ای لازم است.

### اصلاحات مربوط به خاموشی

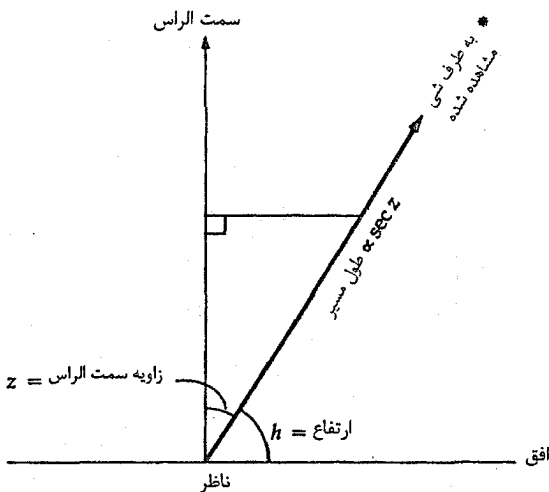
شارهای اندازه‌گیری شده از روی زمین بایستی برای دو نوع جذب اصلاح شوند: از جو زمین و از محیط بین ستاره‌ای. (توجه کنید که تلسکوپهای فضایی تحت تاثیر خاموشی جوی قرار نمی‌گیرند؛ هم چنین آنهایی که در سطح ماه قرار گرفته‌اند.)

ابتدا خاموشی جوی یعنی پراکندگی و جذب در جو زمین را اصلاح می‌کنیم. مجدداً از مفاهیم معادله انتقال بخش (۸-۷) استفاده می‌کنیم. تجربه جاری این است که قدرها بعد از چنین اصلاحی بیان شوند، چنان که گویی در بالای جو زمین مشاهده شده‌اند. اجازه دهید  $F_0(\lambda)$  شار ستاره در خارج جو و عمق نوری  $\tau_\lambda$  باشد. سپس شار در پائین جو  $F(\lambda)$  برابر است با

$$F(\lambda) = F_0(\lambda) e^{-\tau_\lambda} \quad (11-12)$$

فرض کنید که جو زمین به صورت صفحات موازی باشد (یعنی، از انحنای زمین چشم‌پوشی کنید).  $h$  را به عنوان ارتفاع زاویه‌ای یک ستاره در بالای افق و  $z$  را به عنوان زاویه بین جهت سمت الراس و جهت ستاره تعریف کنید ( $z = 90^\circ - h$ )؛  $z$  زاویه سمت الراسی است. طول مسیر طی شده توسط نور از میان جو با  $\sec z$  متناسب است [شکل (۱۱-۵)]. بنابراین، در سمت الراس، یک ستاره دارای یک خاموشی حداقل خواهد بود که با نزدیکی به افق ( $30^\circ \approx$ ) سریعاً زیاد می‌شود. بنابراین عمق نوری در سمت الراس کمینه می‌باشد و آن را  $\tau_0(\lambda)$  می‌نامیم. آنگاه در زوایای دیگر

$$\tau(\lambda) = \tau_0(\lambda) \sec z \quad (11-13)$$



شکل ۱۱-۵. هندسه برای خاموشی جوی بر پایه فرض جو صفحات موازی

بنابراین اگر  $\tau_0(\lambda)$  معلوم باشد، می‌توانیم  $F_0(\lambda)$  را برای ستاره حساب کنیم زیرا

$$\frac{F(\lambda)}{F_0(\lambda)} = e^{-\tau\lambda} \quad (11-14)$$

در صورت امکان می‌خواهیم از انجام اندازه‌گیریها در چنین ارتفاعات پائین که تقریب صفحات موازی دیگر صحیح نیستند، اجتناب کنیم. یک قاعده خوب این است که  $z < 60^\circ$  نگهداشته شود.

در یک شب معین، ستارگان استاندارد انتخاب شده و منابع ناشناخته خاموشی یکسانی خواهند داشت. (به این امید که خاموشی در طول دوره‌های زمانی کوتاه تغییر نکند.) برای پیدا کردن ضریب خاموشی در آن شب، شار یک ستاره استاندارد را در طول گستره وسیعی از زوایای سمت الراسی (از نزدیک افق تا سمت الراس) اندازه می‌گیریم و مقادیر اندازه‌گیری شده را بر حسب  $\sec z$  رسم می‌کنیم. اگر همه چیز به خوبی انجام شده باشد، یک خط مستقیم بدست می‌آوریم که مقدار خاموشی را (بر حسب قدر) بر واحد  $\sec z$  (که به نام جرم هوا است) بیان می‌کند، یعنی قدر بر جرم هوا. سپس، اندازه‌گیریهای دیگرمان را در آن شب بر حسب این ضریب خاموشی که به طول موج مشاهده بستگی دارد، اصلاح می‌کنیم.

اجازه دهید به بینیم که این عمل چگونه انجام می‌شود. از تعریف قدر،

$$m(\lambda) - m_0(\lambda) = -2.5 \log [F(\lambda) / F_0(\lambda)]$$

که  $m_0(\lambda)$  قدر ظاهری ستاره در بالای جو می باشد. سپس با جایگذاری معادله (۱۱-۱۴)، داریم

$$\begin{aligned} m(\lambda) - m_0(\lambda) &= -\tau / \Delta \log [e^{-\tau \lambda}] \\ &= \tau / \Delta (\log e) \tau \lambda \\ &= 1/0.86 \tau \lambda \end{aligned}$$

و

$$m_0(\lambda) = m(\lambda) - 1/0.86 \tau \lambda$$

اکنون از معادله (۱۱-۱۳) جایگذاری می کنیم:

$$\begin{aligned} m_0(\lambda) &= m(\lambda) - 1/0.86 \tau_0(\lambda) \sec z \\ &= m(\lambda) - k_0(\lambda) \sec z \end{aligned}$$

ستاره شناسان  $k_0(\lambda)$  را ضریب خاموشی مرتبه اول می نامند؛ یک بازه نمونه در نوار  $V$  دارای مقادیر  $0.15$  تا  $0.2$  می باشد. این مقدار از یک شب تا شب دیگر اندکی تغییر می کند و به شرایط جوی محلی بستگی دارد.

مفاهیم فیزیکی یکسانی را برای اصلاح خاموشی بین ستاره ای، پراکندگی و جذب توسط گاز و گرد و غبار بین ستاره ای، بکار می بریم. مجدداً معادله (۱۱-۱۲) را که اکنون  $F_0(\lambda)$  به عنوان شار دریافتی در صورت شفاف بودن فضا تعریف می شود، بکار می بریم. سپس نور ستاره برحسب واحد قدر به مقدار  $\Delta m(\lambda) = 1/0.86 \tau \lambda = A(\lambda)$  تاریک می شود، که این مقدار برحسب واحد قدر و در طول موج مشاهده خاموشی بین ستاره ای می باشد. بنابراین اکنون مدول فاصله [معادله (۱۱-۶)] به صورت زیر در می آید

$$m - M = \Delta \log d - \Delta + A \quad (11-15)$$

رابطه ساده ای است، اما تعیین  $A$  سخت می باشد زیرا مقدار آن به طول موج و خصوصیت خط دید از محیط بین ستاره ای وابسته است.

از این حقیقت که محیط بین ستاره ای نور آبی را بیشتر از قرمز پراکنده می کند کمک می گیریم، بنابراین یک ستاره (با دمای معلوم) قرمزتر از آنچه انتظار می رود، ظاهر خواهد شد. یعنی، عوض شاخص رنگ مورد انتظار، ستاره یک افزایش رنگ خواهد داشت. شاخص رنگ ذاتی  $(B-V)$  را برای یک ستاره در نظر بگیرید. قدر ظاهری  $V$  آن برابر است با

$$V = M_V + \Delta \log d - \Delta + A_V \quad (11-16)$$

و قدر ظاهری  $B$  آن برابر است با

$$B = M_B + 5 \log d - 5 + A_B$$

با کم کردن دو رابطه اخیر از هم، شاخص رنگ مشاهده شده را بدست می آوریم

$$B - V = M_B - M_V + A_B - A_V$$

اکنون،  $M_B - M_V$  رنگ ذاتی ستاره است و برابر با  $(B - V)_0$  می باشد. افزایش رنگ را به صورت زیر تعریف می کنیم

$$E(B - V) = (B - V) - (B - V)_0$$

و نتیجه می گیریم

$$B - V = (B - V)_0 + E(B - V)$$

که هنوز از موضوع اصلی مقدار  $A_V$  می گریزد! همان طور که در فصل ۱۹ خواهید دید، مطالعات محیط بین ستاره ای نتیجه می دهد

$$A_V \approx 3E(B - V)$$

و سپس معادله (۱۱-۱۶) را حل می کنیم.

### (ج) قدرهای تابش سنجی و تابندگیهای ستاره ای

توزیع انرژی طیفی کامل یک ستاره تنها توسط شاخصهای رنگ که درباره آنها بحث کرده ایم، نمونه برداری می شود. معذالک، اهمیت عمده برای ساختار عمومی ستاره، آهنگ کلی انرژی خروجی آن (بر حسب وات) در تمام طول موجها می باشد. اگر خودمان را در خارج جو زمین قرار دهیم، شار تابشی ستاره بر واحد طول موج  $f_\lambda$  (وات بر متر مربع بر آنگستروم) به ما اجازه می دهد شار تابش سنجی عادی (وات بر متر مربع) را تعریف کنیم:

$$f_{\text{bol}} = \int_0^\infty f(\lambda) d\lambda$$

قدر تابش سنجی ظاهری ستاره  $m_{\text{bol}}$  از معادله (۱۱-۵) به صورت زیر نتیجه می شود

$$m_{\text{bol}} = -2.5 \log f_{\text{bol}} + \text{ثابت}$$

که در آن مقدار ثابت یک نقطه صفر اختیاری است. قدر تابش سنجی مطلق یک ستاره  $M_{\text{bol}}$  عبارت است از قدر تابش سنجی اگر ستاره در فاصله استاندارد ۱۰ پارسک قرار داشته باشد. در

نماد معادله (۱۱-۱۵)، شار مرئی  $f_V$  برابر است با

$$f_v = \int_0^{\infty} f(\lambda) s(\lambda) d\lambda \quad (17-11)$$

که در آن  $S(\lambda)$  حساسیت طیفی سیستم نورسنجی مرئی را بیان می‌کند [نوار عبوری  $V$  شکل (۱۱-۳)]. سپس از مقایسه با معادله (۱۱-۱۶) می‌توانیم قدر مرئی را به صورت زیر تعریف کنیم

$$m_v = -2.5 \log f_v + \text{ثابت} \quad (18-11)$$

خورشید تنها ستاره‌ای است که برای آن  $f_{\lambda}$  به دقت اندازه‌گیری شده است. در حقیقت  $f_{\text{bol}}$  به ثابت خورشیدی مربوط است - کل شار تابشی خورشیدی که در مدار زمین و خارج از جو دریافت می‌شود (۱۳۷۰ وات بر متر مربع). تابندگی خورشیدی  $L_{\odot}$  ( $3.86 \times 10^{26}$  وات) از ثابت خورشیدی به شکل بعد نتیجه می‌شود. با استفاده از قانون عکس مربع، شار تابشی را در سطح خورشید  $R_{\odot}$  به دست می‌آوریم. سپس،  $L_{\odot}$  برابر  $4\pi R_{\odot}^2$  ضرب در این شار می‌باشد. منحنی توزیع انرژی خورشیدی ممکن است به منحنی جسم سیاه پلانک [بخش (۸-۶)] در دمای موثر  $T_{\text{eff}}$  که به عنوان دمای یک جسم سیاه که همان انرژی کل را به صورت یک جسم تابش کننده، نظیر خورشید یا یک ستاره گسیل می‌دارد، تقریب زده شود. سپس قانون استفان - بولتزمن [معادله (۸-۴)] دلالت دارد بر

$$L_{\odot} = 4\pi R_{\odot}^2 \sigma T_{\text{eff}}^4 \quad \text{ثابت / ژول} \quad (19-11)$$

که در آن  $\sigma$  ثابت استفان - بولتزمن است.

اگر قدر تابش سنجی مطلق یک ستاره را بدانیم، می‌توانیم از معادله (۱۱-۵) برای پیدا کردن تابندگی ستاره استفاده کنیم:

$$M_{\text{bol}}(\odot) - M_{\text{bol}}(*) = 2.5 \log \left( \frac{L_*}{L_{\odot}} \right) \quad (20-11 \text{ الف})$$

چون  $M_{\text{bol}}(\odot) = +4.75$  داریم

$$\log \left( \frac{L_*}{L_{\odot}} \right) = 1/9 - 0.4 M_{\text{bol}}(*) \quad (20-11 \text{ ب})$$

معمولاً  $M_{\text{bol}}(*)$  مستقیماً مشاهده نمی‌شود (اگر چه این کار اکنون توسط اقمار مصنوعی ممکن باشد)، اما  $L_*$  ممکن است با مطالعه طیف ستاره استنتاج شود (فصل ۱۳)؛ در این صورت قدر تابش سنجی مطلق از معادله (۱۱-۲۰ الف) نتیجه می‌شود. تابندگی و قدر مطلق خورشید درجه‌بندی مفیدی برای مقیاس قدر مهیا می‌کنند.



در عمل؛ تصحیح تابش سنجی  $BC$  را که عبارت است از اختلاف بین قدرهای تابش سنجی و مرئی، برای تعیین قدر تابش سنجی یک ستاره به کار می‌بریم. مثلاً،

$$BC = m_{bol} - m_v = M_{bol} - M_v$$

$$BC = 2.5 \log \left( \frac{f_v}{f_{bol}} \right) \quad (11-21)$$

تصحیحات تابش سنجی از مشاهدات زمینی با استفاده از الگوهای ستاره‌ای نظری بدست می‌آیند؛ این تصحیحات با استفاده از داده‌های فرابنفش اقمار مصنوعی مداری، بررسی و تصحیح می‌شوند. در سیستم قدر  $UBV$ ، تصحیح تابش سنجی برای ستارگانی با  $T_{eff} = 6500K$  یک کمینه است؛  $BC = -0.07$  برای خورشید. [جدول ضمیمه (۴-۳)]، از بین داده‌های دیگر، تصحیحات تابش سنجی را برای ستارگانی با دماهای مختلف می‌دهد. [برای ستارگانی با دمای سطحی  $6700K$  انرژی طیفی در نوار طول موج  $V$  دارای قله است، به طوری که بیشترین درصد انرژی ستاره آشکار می‌شود. برای سایر دماهای ستاره‌ای، درصد کمتری از کل انرژی تابشی در نوار  $V$  اندازه‌گیری می‌شود؛ بنابراین، تصحیحات تابش سنجی آنها بزرگتر از (در مقدار مطلق) ستارگان با دمای  $6700K$  است.

اکنون تمام این سازه‌ها را با هم جمع می‌کنیم تا نتیجه شود

$$\begin{aligned} M_{bol} &= m_v + 5 - 5 \log d - A_v + BC \\ &= 4.75 - 2.5 \log \left( \frac{L_{bol}}{L_{\odot}} \right) \end{aligned} \quad (11-22)$$

از خورشید با تابندگی اندازه‌گیری شده آن و  $BC = -0.07$  برای درجه‌بندی کردن این رابطه استفاده می‌کنیم، آنگاه  $M_{bol} = 0.0$  به  $M_{bol} = 3.04 \times 10^{28} W$ ، و  $m_{bol}$  به شار  $\frac{W}{m^2}$   $2.54 \times 10^{-8}$  مربوط می‌شود. برای صافیهای  $UBV$ ، تابندگیها برای  $M_{bol} = 0.0$  یک ستاره عبارتند از  $3.52 \times 10^{27}$ ،  $7.68 \times 10^{27}$ ، و  $3.68 \times 10^{27}$  وات. سرانجام، این کمیات را به چگالی‌های شار، شار بر واحد طول موج (یا بسامد) تبدیل می‌کنیم:  $V = 4.34 \times 10^{-12}$ ،  $B = 6.6 \times 10^{-12}$ ، و  $V = 3.54 \times 10^{-12}$  وات بر متر مربع بر آنگستروم. اکنون قدرها از نظر فیزیکی واحدهای معناداری دارند.

سرانجام، یک کلمه هشدار دهنده. نوری که ما از ستارگان دریافت کرده و اندازه می‌گیریم قبل از این که ثبت شود توسط ماده بین ستاره‌ای، جو زمین، نور تلسکوپمان و توسط آشکارساز و

صافیهای به کار رفته صاف شده است. هدف ناظر تصحیح برای این صاف سازی است به طوری که نور با مشخصات یکسانی درست نظیر آنچه ستاره در جوش گسیل داشته است، باشد.

## مفاهیم و معادلات کلیدی

شاخص رنگ	اختلاف منظر خورشید مرکزی
$CI = m(\lambda_1) - m(\lambda_2)$	$\pi'' = \frac{1}{d}$
قدر تابش سنجی و تابندگی	قدر ظاهری
$M_{bol}(\odot) - M_{bol}(\star) = 2.5 \log \left( \frac{L_\star}{L_\odot} \right)$	$m - n = 2.5 \log \left( \frac{f_n}{f_m} \right)$
مدول فاصله (با تصحیح تابش سنجی)	مدول فاصله
$M_{bol} = m_V + 5 - 5 \log d - A_V + BC$	$m - M = 5 \log d - 5 + A$

## مسائل

۱. ستاره‌شناسانی که بر روی سیاره مریخ زندگی می‌کنند مایلند واحد نجومی خود را برحسب مدار مریخ تعریف کنند. اگر آنها پارسک را به همان شکلی که ما تعریف می‌کنیم، تعریف نمایند، چنین پارسکی چند واحد نجومی مریخی را شامل می‌شود؟ چند واحد نجومی زمینی برابر با یک پارسک مریخی است؟ چند پارسک زمینی در یک پارسک مریخی وجود دارد؟

۲. روشنایی یک ستاره متغیر با سازه ۴ تغییر می‌کند. تغییر قدر آن چقدر است؟

۳. قدر ظاهری یک سیستم دو تایی مشتمل بر دو ستاره با قدرهای ظاهری ۳ و ۴ چقدر است؟

۴. اگر ستاره‌ای دارای قدر ظاهری ۴- و اختلاف منظر  $0.3''$  باشد

(الف) مدول فاصله

(ب) قدر مطلق

چه اندازه است؟

۵. فاصله یک ستاره (برحسب پارسک) که قدر مطلق آن ۶+ و قدر ظاهری آن ۱۶+ می‌باشد،

چقدر است؟

۶. قدرهای مطلق ستارگان زیر چه اندازه هستند؟

(الف)  $m = 5$ ، فاصله  $d = 100 \text{ pc}$

(ب)  $m = 10$ ،  $d = 1 \text{ pc}$  (آیا چنین ستاره‌ای وجود دارد؟)

(ج)  $m = 6/5$ ،  $d = 250 \text{ pc}$

(د)  $m = -3$ ،  $d = 5 \text{ pc}$

(ه)  $m = -1$ ،  $d = 500 \text{ pc}$

(و)  $m = 6/5$ ، اختلاف منظر  $\pi = 0.004$

۷. عبارت قدر مطلق برحسب قدر ظاهری و فاصله در صورتی که قدر مطلق به عنوان قدری که

یک ستاره در  $100 \text{ pc}$  تعریف شده باشد، چگونه است؟

۸. خورشید دارای قدر ظاهری  $26/5$  - است،

(الف) قدر مطلق آن را محاسبه کنید.

(ب) قدر آن در فاصله آلفا قنطورس ( $1/3 \text{ pc}$ ) را محاسبه کنید.

(ج) بررسی آسمانی پالومار تا قدرهایی به کوچکی  $19 +$  کامل می‌شود. یک ستاره

(برحسب پارسک) شبیه به خورشید چقدر بایستی دور باشد تا برای مرئی بودن در

عکسهای بررسی آسمان به اندازه کافی روشن باشد؟

۹. با استفاده از داده‌های این فصل، تعیین کنید که خورشید وقتی از زمین دیده می‌شود چه مقدار

روشن‌تر از شعرای یمانی است؟ شعرای یمانی چه مقدار روشن‌تر از خورشید است؟

۱۰. یک خوشه کروی معین دارای  $10^4$  ستاره است؛  $100$  عدد از آنها دارای  $M_v = 0$  و مابقی

دارای  $M_v = +5$  هستند. قدر مرئی جمع‌آوری شده خوشه چقدر است؟

۱۱. قدرهای  $V$  دو ستاره مرئی  $7/5$  می‌باشد، اما قدرهای آبی آنها  $B_1 = 7/2$  و  $B_2 = 8/7$

هستند،

(الف) شاخص رنگ هر ستاره چقدر است؟

(ب) کدام ستاره آبی‌تر و با چه ضریبی (برحسب روشنایی) آبی‌تر از ستاره قرمز است؟

۱۲. شاخص رنگ ستاره‌ای در فاصله  $150 \text{ pc}$  با  $m_v = 7/55$  و  $M_B = 2$  چقدر است؟

۱۳. قدر تابش سنجی مطلق ستاره‌ای با تابندگی  $10^{33}$  وات، چقدر است؟

۱۴. عباراتی برای تابندگی یک ستاره [معادله  $(11-19)$ ] و قدر تابش سنجی آن برحسب

کمیات خورشیدی [معادله  $11-20$  (الف)] داده شده است، عبارتی برای قدر تابش سنجی

- ستاره برحسب تابعی از دما و شعاع آن بدست آورید. دمای موثر خورشید  $5780\text{K}$  است.
۱۵. تصحیح تابش سنجی برای یک ستاره  $0.4$ - و قدر مرئی ظاهری آن  $3/5 +$  است. قدر تابش سنجی ظاهری آن را بیابید.
۱۶. دو ستاره شناس که به فاصله  $100$  کیلومتر و در امتداد خط شمال - جنوب از هم واقع اند، به طور همزمان سیارکی را نزدیک سمت الراس مشاهده می کنند. مقایسه مشاهدات آنها دلالت بر این دارد که اختلاف منظر سیارک  $5$  ثانیه قوسی است. فاصله تا سیارک را برحسب کیلومتر تخمین بزنید. سیارک چند بار دورتر از ماه می باشد؟
۱۷. اغلب ستاره شناسان مشاهده ای از قانون سرانگشتی  $1\%$  تغییر در روشنایی که تقریباً به تغییر قدر  $0.1$  مربوط می شود، استفاده می کنند. این تقریب را تحقیق کنید و صحت آن را توضیح دهید.
۱۸. بیشترین فاصله ای که یک ستاره به قدر مطلق  $6$ - می تواند توسط تلسکوپ  $5$  متری پالومار آشکارسازی شود، چقدر است؟ توسط تلسکوپ فضایی هابل چقدر است؟ [از حد قدرهای داده شده در بخش (۱۱-۲) استفاده کنید.]
۱۹. مشاهده می شود که یک ستاره متغیر شاخص رنگ  $B-V$  خود را از  $0.5$  به  $0.7$  تغییر می دهد.
- (الف) با فرض اینکه ستاره به صورت یک جسم سیاه تابش می کند، دماهای مربوط به دو شاخص رنگ آن چقدر خواهند بود؟
- (ب) با فرض اینکه ستاره شبیه خورشید است، دماهای مربوط به دو شاخص رنگ آن چقدر خواهند بود؟
۲۰. (الف) با فرض ضریب خاموشی  $0.2$ ، چه مقدار یک ستاره هنگامی که در ارتفاع (ارتفاع زاویه ای در بالای افق)  $30^\circ$  قرار دارد کم نورتر از (برحسب قدر) حالتی است که در ارتفاع  $90^\circ$  می باشد؟
- (ب) در چه زاویه سمت الراسی یک ستاره  $1$  واحد قدر کم نورتر از هنگامی که در سمت الراس واقع است، می باشد؟
۲۱. عبارتی برای تصحیح تابش سنجی یک ستاره که نشر پیوستار آن دقیقاً شبیه یک جسم سیاه به دمای  $T$  می باشد، بدست آورید.
۲۲. امروزه اکثر نورسنجها می توانند قدر را با اندکی مشکل با دقت  $0.1$  واحد قدر اندازه

بگیرند. این خطا در اندازه گیری قدر ظاهری یک ستاره داده شده است، چه خطایی در فاصله

آن حاصل می شود (با فرض اینکه قدر مطلق دقیق آن را می دانیم)؟

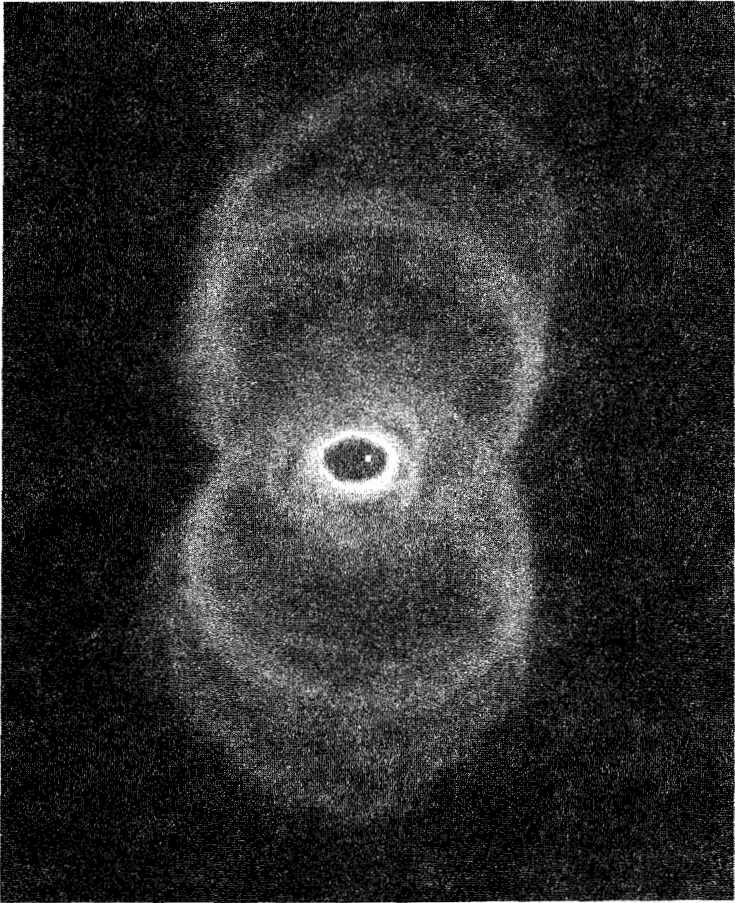
۲۳. ستاره ای با  $M_V = 4/4$  و دمای سطحی مشابه خورشید را در نظر بگیرید. اگر مجبور باشیم

خاموشی جوی و بین ستاره ای را در نظر بگیریم، چه چگالی شاری در  $UBV$  اندازه خواهیم

گرفت؟

## فصل دوازدهم

### ستارگان: سیستم‌های دوتایی



اکثر ستارگانی که در تلسکوپ‌های نوری قابل رویت هستند مجموعه‌ای از سیستم‌های دو یا چند ستاره‌ای می‌باشند. در یک سیستم چندتایی، ستارگان به طور فیزیکی به یکدیگر مرتبط هستند؛ تحت تاثیر جاذبه متقابل ناشی از گرانش بین‌شان یکی به دور دیگری می‌گردد. همچنان که بعداً خواهیم دید قوانین فیزیکی شناخته شده می‌توانند با مشاهدات مناسب سیستم‌های

دوتایی همراه شوند تا به ما درباره بسیاری از خصوصیات مهم ستاره‌ها به ویژه جرم، و شعاع توضیح دهند. به علاوه، آنها می‌توانند برای بدست آوردن چگالی، دمای سطحی و تابندگی، و آهنگ چرخش مورد استفاده قرار گیرند. خوشبختانه، اکثر ستاره‌هایی که در همسایگی خورشید قرار دارند (بیش از ۵۰ درصد، شاید نزدیک به ۸۰ درصد) به سیستم‌های چندتایی متعلق بوده و ما را قادر به درک خواص فیزیکی بسیاری از آنها می‌نمایند. این واقعیت، به خصوص برای تخمین جرم ستاره‌ای که فقط مستقیماً برای ستارگان عادی در سیستم‌های دوتایی می‌توان انجام داد، مهم است. گستردگی سیستم‌های ستاره‌ای چندتایی هم چنین بر اهمیت تکانه زاویه‌ای در فرآیند شکل‌گیری ستاره‌ای تاکید می‌کند.

## ۱۲-۱ رده‌بندی سیستم‌های دوتایی

بر اساس دلایل مشاهده‌ای و فیزیکی، سیستم‌های دوتایی ستاره‌ای را در چندین گروه می‌توان رده‌بندی کرد:

دوتایی ظاهری دو ستاره که به طور فیزیکی با هم در ارتباط نیستند، ولی در آسمان به دلیل این که در امتداد دید یکسان قرار گرفته‌اند، نزدیک به هم به نظر می‌رسند. حرکات فضایی نامربوط آنها به زودی آشکار می‌کند که آنها اعضاء یک دوتایی فیزیکی نمی‌باشند. (گاهی اوقات این‌ها را دوگانه‌های نوری می‌نامند.)

دوتایی مرئی یک سیستم مرتبط است که می‌تواند در تلسکوپ به صورت دو ستاره تفکیک شود. به نظر می‌رسد حرکات مداری متقابل این زوجها دارای دوره‌های تناوبی هستند که دامنه آنها از یک تا هزاران سال تغییر می‌کنند.

دوتایی نجوم سنجی این گونه زوجها در تلسکوپ فقط به صورت یک ستاره دیده می‌شوند، اما، حرکات نوسانی‌اش در آسمان آشکار می‌سازد که این ستاره با یک همدم نامرئی همراه شده است. هر دو جرم به دور مرکز جرم مشترکشان در حال گردش هستند.

دوتایی طیف‌سنجی یک سیستم نامرئی است که دوتایی بودنش به وسیله نوسانات دوره‌ای در خطوط طیفی‌اش مشخص می‌شود. در بعضی موارد، مجموعه‌ای از اشکال طیفی (برای هر ستاره یکی) دیده می‌شوند که با فازهای مخالف نوسان می‌کنند؛ در موارد دیگر، یکی از ستاره‌ها کم‌نورتر از آن است که

دیده شود، در نتیجه تنها یک مجموعه از خطوط طیفی نوسان کننده ثبت می‌شود. در این جا دوره‌های تناوب مداری واقعی از چند ساعت تا چند ماه متغیر هستند.

دوتایی طیفی یک سیستم نامرئی که در آن تصاویر طیفی حرکت مداری را آشکار نمی‌کنند. اما، دو طیف کاملاً متفاوت بر روی هم قرار داده می‌شوند. ما نتیجه می‌گیریم که دو عضو یک سیستم دوتایی، تولید کننده طیف ترکیبی مشاهده شده هستند.

دوتایی گرفتی یک سیستم دوتایی است که در آن دو ستاره متناوباً یکدیگر را می‌پوشانند که منجر به تغییرات دوره‌ای در روشنایی ظاهری سیستم می‌شود. چنین سیستم‌هایی نیز ممکن است دوتایی‌های مرئی، نجوم سنجی یا طیف‌سنجی باشند.

بالاخره، این حقیقت را متذکر می‌شویم که خورشید یک ستاره منفرد و در یک حالت خاص است. در بین ستارگان نوع خورشیدی، نسبت بین سیستم‌های مشاهده شده منفرد، دوتایی، سه‌تایی، چهارتایی، به صورت ۱:۸:۴۶:۴۵ است. برای سیستم‌های دوتایی، دامنه فواصل مداری به طور یکنواخت از  $3 \times 10^9$  تا  $3 \times 10^{15}$  متر تغییر می‌کند (دوره‌های تناوب مداری از یک روز تا  $3 \times 10^6$  سال است). تقریباً ۱۰ درصد از تمام ستارگان، دوتایی هستند که دوره‌های مداری آنها از یک تا ۱۰ روز، ۱۰ درصد دیگر با دوره‌های تناوب از ۱۰ تا ۱۰۰ روز و همین طور الی آخر، می‌باشند.

موارد زیر را کاملاً به خاطر بسپارید، مدار ظاهری، مداری است که بر آسمان ترسیم می‌شود؛ بیشترین احتمال این است که نسبت به خط دید دارای کجی باشد. مدار واقعی برای این کجی اصلاح می‌شود. هنگامی که یکی از ستاره‌ها ثابت فرض شود و دیگری به دور آن حرکت کند، در این صورت مدار، یک مدار نسبی است. مدار مطلق، مداری است که توسط هر دو ستاره اطراف مرکز جرم سیستم ترسیم می‌شود.

## ۱۲-۲ دوتایی‌های مرئی

در نتیجه جو آشفته زمین، تصویر مشاهده شده از یک ستاره به ندرت با قطری کمتر از ۱ است. دو ستاره یک سیستم دوتایی در صورتی که فاصله مراکز آنها بیش از یک ثانیه قوسی باشد، به راحتی توسط تلسکوپ به عنوان یک زوج مرئی مشخص می‌شوند. اعضاء یک دوتایی مرئی در نقطه‌ای از حرکت مداری‌شان بایستی تحت زاویه‌ای بخوبی جدا شوند؛ وگرنه دوتایی بودن آنها تفکیک نخواهد شد. بنابراین، همچنان که از قانون سوم کپلر انتظار می‌رود، دوره‌های تناوب



مداری مشاهده شده الزاماً طولانی خواهند بود (سالها تا صدها یا هزاران سال).

### (الف) تعیین جرم ستاره

مشاهده منفرد یک دوتایی مرئی [شکل (۱۲-۱)] با دادن زاویه ظاهری جدائی (برحسب ثانیه قوسی در آسمان) و زاویه موقعیت (زاویه تعیین شده از شمال به طرف شرق برحسب درجه) از ستاره ضعیف‌تر (همدم ستاره  $B$  یا ستاره ۲ را مشخص می‌کند) نسبت به ستاره روشن‌تر (اولیه ستاره  $A$  یا ستاره ۱ را مشخص می‌کند) مشخص می‌شود. با گذشت زمان، این نقاط مدار نسبی ظاهری سیستم دوتایی را روی کره سماوی ترسیم می‌کنند.

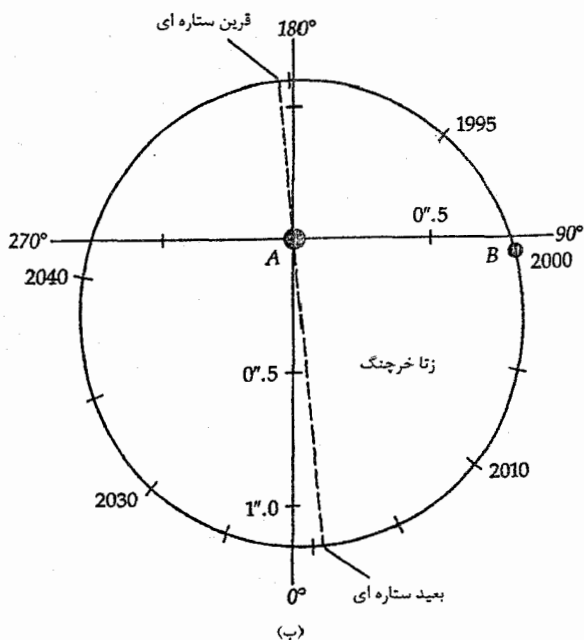
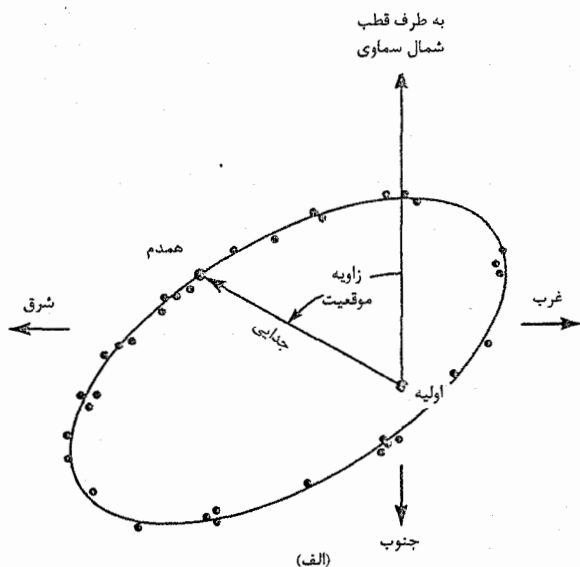
نیروی گرانی دو جسم موجب می‌شود که طبق قوانین کپلر این دو ستاره به دور مرکز جرم و هم چنین به دور یکدیگر به گردند. بنابراین، این مدار یک بیضی است و این حرکت مداری قانون مساحت‌های مساوی و قانون سوم را تایید می‌کند. ما عموماً مدار واقعی را نمی‌بینیم، زیرا صفحه مدار یک سیستم دوتایی ممکن است تحت هر زاویه‌ای نسبت به صفحه آسمان مایل باشد. (زمانی که دو صفحه برهم منطبق‌اند زاویه میل  $0^\circ$  و وقتی که مدار نیم‌رخ دیده می‌شود  $90^\circ$  است). خوشبختانه، قانون مساحت‌های مساوی (اما با ثابت تناسب متفاوت) برای مدار ظاهری (مداری که روی آسمان تصویر می‌شود) در دست می‌باشد و مدار حقیقی بیضوی همیشه به یک مدار ظاهری بیضوی تصویر می‌گردد. کانون‌های مدار ظاهری متناظر با کانون‌های مدار حقیقی نمی‌باشند (به خصوص، کانون‌های اصلی در یک کانون از بیضی ظاهری قرار نمی‌گیرند). با اندازه‌گیری جابه‌جایی اولیه نسبت به کانون ظاهری، می‌توانیم میل مدار را نسبت به صفحه مماس بر کره سماوی تعیین کنیم؛ سپس خروج از مرکز و نیم محور بلند واقعی  $\alpha$  (برحسب ثانیه قوسی) نیز می‌توانند تعیین شوند.

با تعیین مدار حقیقی دوتایی مرئی، اکنون با استفاده از قانون سوم کپلر ممکن است جرم‌های دو ستاره عضو را به دست آوریم. شکل عمومی قانون سوم بدین صورت است

$$(M_1 + M_2)P^2 = a^3 \quad (1-12)$$

که در آن جرم  $M$  برحسب جرم خورشید ( $M_\odot$ )، دوره تناوب مداری  $P$  برحسب سال، و نیم محور بلند مداری حقیقی  $a$  برحسب واحد نجومی مشخص می‌شوند. گرچه ممکن است  $P$  را مستقیماً مشاهده کنیم، اما  $a$  وقتی از  $\alpha$  به دست می‌آید که فاصله (یا اختلاف منظر  $\pi$ ) را تا دوتایی مرئی بدانیم. از نظر هندسی داریم [شکل (۱۲-۱)]

$$a = \alpha / \pi \quad (2-12)$$



شکل ۱۲-۱. مدار نسبی ظاهری یک دوتایی مرئی. (الف) مدار ظاهری است، زیرا بر آسمان تصویر شده است. این مدار نسبی است، زیرا فرض شده است یک ستاره (اولیه) مرکز حرکت دیگری (همدم) باشد. (ب) مدار ظاهری حقیقی زتا خرچنگ B حول زتا خرچنگ A؛ دوره تناوب مداری ۶۰ روز است. توجه کنید که مدار تقریباً نسبت به خط دید از روبرو می‌باشد.

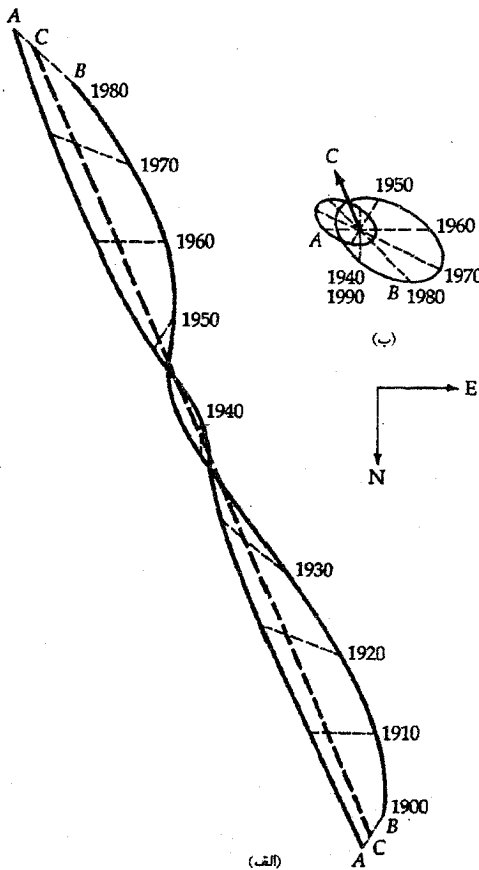
بنابراین، معادله (۱-۱۲) را می توان به صورت کمیت های قابل اندازه گیری نوشت

$$(M_1 + M_2) P^2 = (\alpha'' / \pi'')^3 \quad (3-12)$$

یک مقدار دقیق برای مجموع جرمهای ستاره ای از معادله (۳-۱۲) به دست می آید. برای تعیین مقدار هر یک از دو جرم، باید فاصله نسبی هر ستاره را از مرکز جرم سیستم بدانیم، زیرا

$$M_1 a_1 = M_2 a_2 \quad (a_1 + a_2 = a) \quad (4-12)$$

در آسمان، مرکز جرم نسبت به ستاره های زمینه در مسیری مستقیم حرکت می کند و مولفه های دوتایی به صورت تناوبی حول این مسیر می چرخند [شکل (۲-۱۲)]. با حذف حرکت مرکز جرم و تصحیح میل مداری،  $a''_2$  و  $a''_1$  در نتیجه مقدار  $\alpha''_1 / \alpha''_2$  که برابر با  $\frac{a_1}{a_2}$  است را به دست می آوریم.



شکل ۲-۱۲. حرکات ستاره شعرای یمانی A و B. (الف) حرکات ظاهری نسبت به ستارگان زمینه شعرای یمانی A، همدم B آن و مرکز جرم سیستم. (ب) حرکات مداری شعرای یمانی A و B نسبت به مرکز جرم سیستم.

تصور کنید دو ستاره از یک سیستم دوتایی مرئی مشاهده شده دارای جدائی بیشینه<sup>۳</sup> و یک اختلاف منظر مثلثاتی<sup>۱</sup>  $0/1$  می‌باشند؛ مدار ظاهری در طی ۳۰ سال کامل می‌شود. هر دو ستاره به دور یک مرکز جرم مشترک می‌گردند. هیچ یک از دو ستاره در کانون حقیقی مدارها در فضا نمی‌گردند، اما، هر یک می‌توانند در کانونهای مدارهای نسبی قرار گیرند. در این جا ستاره اولیه بر کانون آن مدار منطبق می‌شود. سپس، ما مدار حقیقی را می‌بینیم و مجموع جرمهای ستاره‌ای

برابر  $30 M_{\odot}$  است [از معادله (۳-۱۲)]

$$M_1 + M_2 = \left(\frac{3}{.1}\right)^3 / 30^2 = 30$$

مشاهده می‌شود که ستاره همدم پنج برابر دورتر از ستاره اولیه نسبت به مرکز جرم قرار دارد،

بنابراین  $\frac{a_1}{a_2} = \frac{1}{5}$  و از آنجا [معادله (۴-۱۲)]

$$M_1 (\text{اولیه}) = 25 M_{\odot}$$

$$M_2 (\text{همدم}) = 5 M_{\odot}$$

### (ب) رابطه تابندگی - جرم

درست همان طور که با تعیین دوره تناوب و اندازه مدار زمین (به وسیله قانون سوم کپلر) منجر به جرم خورشیدی می‌شود، همین طور با این معلومات می‌توانیم جرم ستاره‌های دوتایی را استنتاج کنیم. چون لازم است برای تعیین این جرمها فاصله تا سیستم دوتایی را بدانیم، تنها نیاز به مشاهده شار تابشی هر ستاره برای پیدا کردن تابندگی آن داریم.

زمانی که جرمها و تابندگی‌های مشاهده شده برای ستارگان سیستم‌های دوتایی ترسیم شوند، ارتباطی را به دست می‌آوریم [شکل (۳-۱۲)] که رابطه جرم - تابندگی نامیده می‌شود (یا به اختصار رابطه  $M-L$ ). در سال ۱۹۲۴ م. آرتور. اس. ادینگتون<sup>۱</sup> محاسبه کرد که جرم و تابندگی ستاره‌های عادی نظیر خورشید توسط رابطه زیر به هم مربوط می‌باشند

$$L/L_{\odot} = (M/M_{\odot})^{\alpha} \quad (5-12 \text{ الف})$$

الگوهای نظری خام او نشان دادند که  $\alpha \approx 3$ . بر روی یک ترسیم  $\log - \log$ ، معادله (۵-۱۲) الف) به صورت یک خط راست با شیب  $\alpha$  رسم می‌شود. بنابراین، به نظر می‌رسد که ستاره‌های

رشته اصلی با معادله (۱۲-۵ الف) سازگارند، گر چه نما از  $\alpha \approx 3$  برای ستاره‌های سنگین تابان تا  $\alpha \approx 4$  برای ستاره‌های نوع خورشیدی،  $\alpha \approx 2$  برای ستاره‌های قزمز ضعیف با جرم کم، تغییر می‌کند. برای نمونه‌ای از ۱۲۶ سیستم دوتایی کاملاً مطالعه شده، در می‌یابیم که شیب خط در  $M_{\odot}/43$  قطع می‌شود، که شیب در زیر این مقدار  $2/26$  می‌باشد؛ بالای آن،  $3/99$  است. برای استفاده عمومی، شکل مناسب رابطه  $M-L$  در هر حالتی به صورت زیر می‌باشد

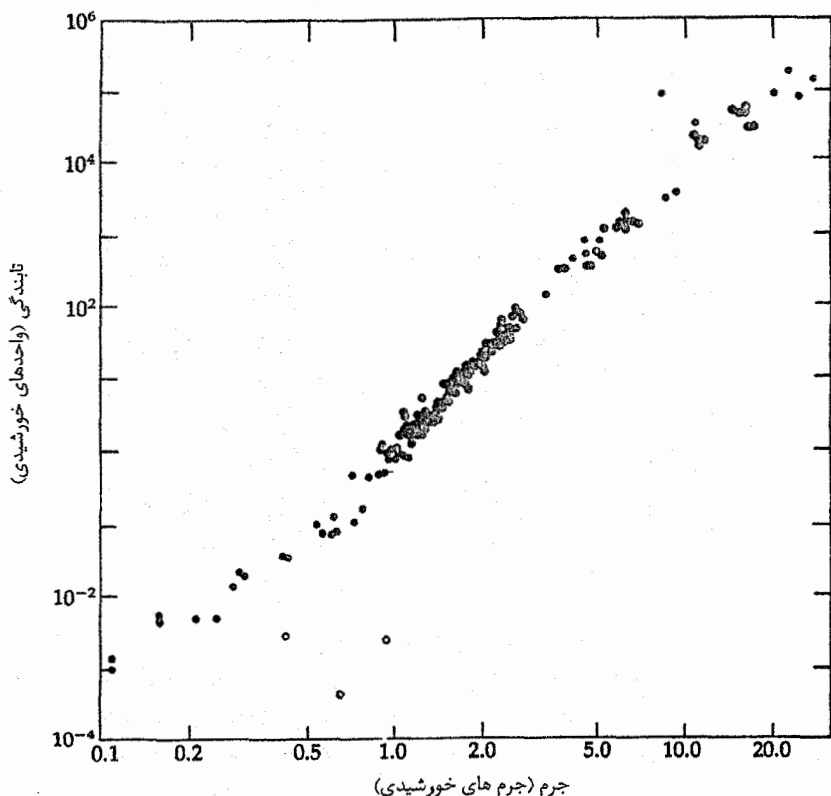
$$\frac{L}{L_{\odot}} = \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right)^4 \quad (12-5 \text{ ب})$$

$$\frac{L}{L_{\odot}} = 0.23 \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right)^{2/3} \quad (12-5 \text{ ج})$$

امروزه نظریه‌های اختریفیزیکی در مورد ساختار ستاره‌ای این نتایج را برحسب ساختار داخلی متفاوت ستارگان با جرم متفاوت و کدوری جوهای ستاره‌ای در دماهای مختلف تشریح می‌کنند. توجه کنید که قانون ( $M-L$ ) در مورد ستاره‌های بسیار تحول یافته مثل غول‌های قزمز (با جوهای گسترده) و کوتوله‌های سفید [با ماده تبهگن؛ شکل (۱۲-۳)] به کار نمی‌رود. در حالی که اکثر اجرام ستاره‌ای در گستره کوچکی از  $0.085M_{\odot}$  تا  $100M_{\odot}$  قرار می‌گیرند، تابندگی‌های ستاره‌ای گستره وسیع  $10^6 \leq L/L_{\odot} \leq 10^{-4}$  را می‌پوشانند!

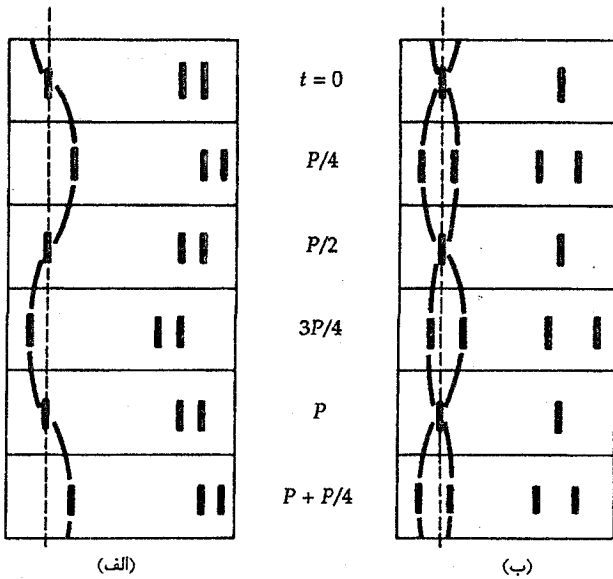
### ۱۲-۳ دوتایی‌های طیف سنجی

اگر سیستم دوتایی را نتوان به طور نوری در تلسکوپ تشخیص داد، دوتایی بودنش را ممکن است در طیف آن نشان داد. اگر چه حرکت مداری ممکن است قابل تشخیص نباشد ولی می‌دانیم که با یک دوتایی طیفی سروکار داریم که در آن دو مجموعه متفاوت از برهم نهی اشکال خطی در طیف دیده می‌شوند. یک مورد مفید و جالب‌تر، حالت دوتایی طیف سنجی است: در این جا دو ستاره به طور نزدیک ( $\leq 1 \text{ AU}$ ) و به سرعت ( $P$  تقریباً از چندین ساعت تا چند ماه) و با میل مداری مخالف صفر، حول مرکز جرمشان می‌گردند. تحت این شرایط سرعت‌های شعاعی ستارگان آنقدر بزرگ هستند تا توسط انتقال دوپلری اندازه‌گیری شوند.



شکل ۱۲-۳. رابطه جرم - تابندگی. در این جا اجرام و تابندگیها برای ستارگان سیستم‌های دوتایی نشان داده شده‌اند که مقادیر خوبی برای آنها می‌توانند به دست آیند. ستارگان دور و طرف راست خط مایل (در تابندگی‌های کم) کوتوله‌های سفید هستند که به جای گازهای عادی از گازهای تبهگن ساخته شده‌اند.

طیف یک دوتایی طیف سنجی [شکل (۱۲-۴)] خطوطی ارائه می‌دهد که به طور متناوب برحسب طول موج نوسان می‌کند. اگر ستاره همدم به قدری کم نور باشد که تصاویر طیفی اش مشخص نباشد یک دوتایی طیف سنجی تک خط داریم [شکل (۱۲-۴ الف)]; دو ستاره با درخشندگی خیلی نزدیک به هم دو مجموعه اشکال طیفی تولید می‌کنند که در جهات مخالف نوسان می‌نمایند (برحسب طول موج) - ما این سیستم را یک دوتایی طیف سنجی دو خطی می‌نامیم [شکل (۱۲-۴ ب)]. در حدود چند هزار دوتایی طیف سنجی شناخته شده و مدارهای مناسبی برای چند صد مورد از آنها تعیین شده است.



شکل ۱۲-۴. طیف دو تایی‌های طیف سنجی. (الف) در یک سیستم تک خطی، فقط یک مجموعه از خطوط نوسانی را بر حسب طول موج از انتقال دوپلری نشان می‌دهد. (ب) در یک سیستم دو خطی، دو مجموعه خطوط در فاز مقابل به عنوان دو ستاره که حول مرکز جرمشان می‌گردند، نوسان می‌کنند.

### (الف) منحنی سرعت

برای به دست آوردن اطلاعات مفید از طیف یک دو تایی طیف سنجی باید رفتار خطوط طیفی را تفسیر کنیم. چون دو ستاره در صفحه‌ای مایل (با زاویه  $i$ ) نسبت به کره سماوی می‌چرخند، مولفه سرعت آنها در امتداد خط دید سبب جابه جایی دوپلری در اشکال طیفی‌شان می‌شود. (توجه کنید زمانی که  $i = 0^\circ$ ، هیچ جابه جایی دوپلری نمی‌تواند تنها نتیجه حرکت مداری باشد؛ این سیستم ممکن است به عنوان یک دو تایی طیفی ظاهر شود.) به علاوه مرکز جرم سیستم نسبت به خورشید حرکت می‌کند، بنابراین، ممکن است تمام طیف بر اساس قانون دوپلر به مقدار ثابتی جابه جا شود.

از معادله (۸-۱۳)، فرمول جابه جایی دوپلری به صورت زیر است

$$\Delta\lambda/\lambda_0 \equiv (\lambda - \lambda_0)/\lambda_0 = v_r/c \quad (۹-۱۲)$$

که در آن  $\lambda$  طول موج گسیل شده (طول موج آزمایشگاهی) از یک شکل طیفی،  $\lambda$  طول موج مشاهده شده،  $v_r$  تندی شعاعی (که برای دور شدن مثبت و برای نزدیک شدن منفی است) ستاره و  $c = 3 \times 10^5 \text{ km/s}$  تندی نور است. به دلیل پهنای محدود خطوط طیفی، در طول موج‌های مرئی به یک تفکیک انتقالی  $\Delta\lambda \geq 0.001 \text{ nm}$  محدود هستیم؛ بنابراین تندی شعاعی بایستی  $v_r \geq 1 \text{ km/s}$  باشد تا قابل تشخیص گردد. لذا، دوره‌های تناوب دوتایی‌های طیف سنجی قابل مشاهده الزاماً کوتاه هستند.

زمانی که [با استفاده از معادله (۱۲-۶)] جابه‌جایی‌های دوپلری را به سرعت‌های شعاعی [شکل (۱۲-۵ الف)] تبدیل کرده و نتایج را به صورت تابعی از زمان ترسیم نماییم، منحنی سرعت حاصل می‌شود. ساده‌ترین مورد، مدارهای ستاره‌ای دایره‌ای با میل  $i = 90^\circ$  (نیمرخ) است؛ دو منحنی (یکی برای هر ستاره) سینوسی هستند و با فازهای کاملاً مخالف حول سرعت مرکز جرم در یک دوره تناوب  $P$  نوسان می‌کنند [شکل (۱۲-۵ ب)]. در این حالت، فواصل تا مرکز جرم با توجه به این که ستاره اولیه محیط  $2\pi r_1$  را با تندی ثابت  $V$  می‌پیماید، پیدا می‌شود. بنابراین،  $VP = 2\pi r_1$  و

$$r_1 = VP/2\pi \quad \text{و} \quad r_2 = vP/2\pi \quad (12-7)$$

نسبت جرم‌های ستاره‌ای برابر است با

$$M/m = r_2/r_1 = \frac{v}{V}$$

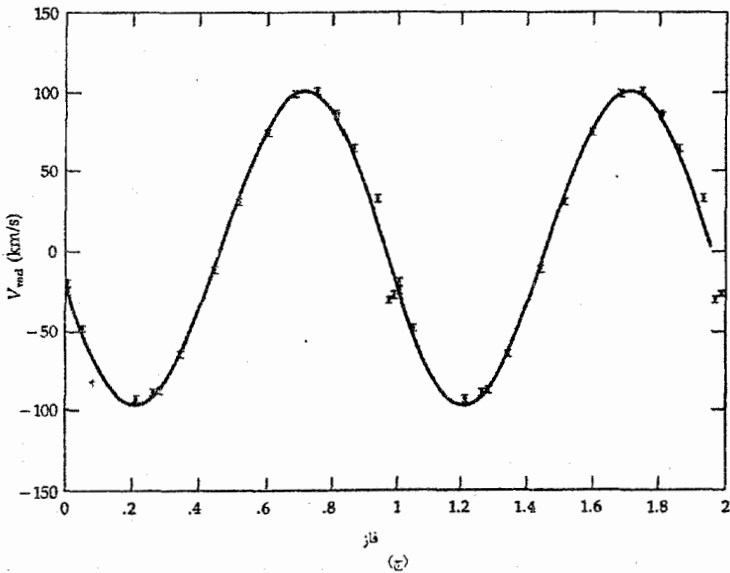
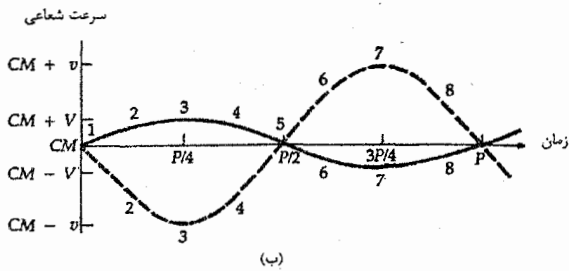
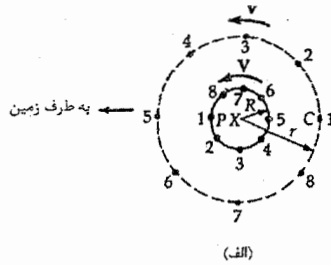
نیم محور بلند نسبی  $a$  برابر  $r_1 + r_2$  و از معادله (۱۲-۱)، مجموع جرم‌های ستاره‌ای برابر است با

$$M + m = a^3/P^2$$

جرم هر ستاره از مجموع و نسبت دو جرم به دست می‌آید و ویژگیهای دینامیکی این دوتایی طیف سنجی کاملاً تعیین می‌شوند.

عموماً این تصویر ساده اتفاق نمی‌افتد. اگر این مورد که در شکل (۱۲-۵ ج) نشان داده شده است یک دوتایی طیف سنجی تک خطی می‌بود (فقط طیف ستاره اولیه دیده می‌شد) فقط می‌توانستیم  $r_1$  و "تابع جرم"  $\frac{m^3 \sin^3 i}{(M+m)^2}$  را به دست آوریم (جزئیات آن را در بخش بعد ببینید)؛ یک مقدار معقول برای  $M$  ممکن است از نمونه طیفی اولیه به دست آید؛ سپس این سیستم ممکن است به طور تقریبی حل شود. یک مشکل بزرگتر این است که به جز در مواردی که سیستم یک دوتایی گرفتی نیز باشد، بخش (۱۲-۴)، هیچ ایده‌ای از این که میل مداری





شکل ۱۲-۵. منحنی سرعت یک دوتایی. (الف) ستارگان اولیه ( $P$ ) و همدم ( $C$ ), مرکز جرم ( $X$ ) را در مدارهای دایره‌ای با میل  $90^\circ$  دور می‌زنند. (ب) مرکز جرم ( $CM$ ) با تندی ثابت نسبت به خورشید دور می‌شود و ستارگان با تندیهای  $V$  (اولیه) و  $v$  (همدم) نسبت به مرکز جرم با یک دوره تناوب مداری  $P$  حرکت می‌کنند. (ج) داده‌های واقعی مشاهده‌ای برای دوتایی گرفتی  $W\delta Cnc$  با دوره تناوب مداری  $0.83$  روز. منحنی پر بهترین تطبیق را با نقاط داده‌ها که فقط برای ستاره اولیه است، دارند. (جی. نیومارک)

چقدر است نداریم. اگر منحنی سرعت سینوسی محض باشد، فقط می‌دانیم با یک مدار دایره‌ای که صفحه‌اش به اندازه زاویه  $i$  نسبت به کره سماوی چرخیده است، سروکار داریم. دامنه‌های منحنی‌های سرعت (توسط مثلثات) تندیه‌های دایره‌ای مشاهده شده (که به وسیله پریم مشخص شده‌اند) را به دست می‌دهند:

$$V' = V \sin i$$

$$v' = v \sin i$$

بنابراین؛ ممکن است نسبت جرم را دقیقاً تعیین کنیم

$$M/m = r_2/r_1 = v/V = v'/V'$$

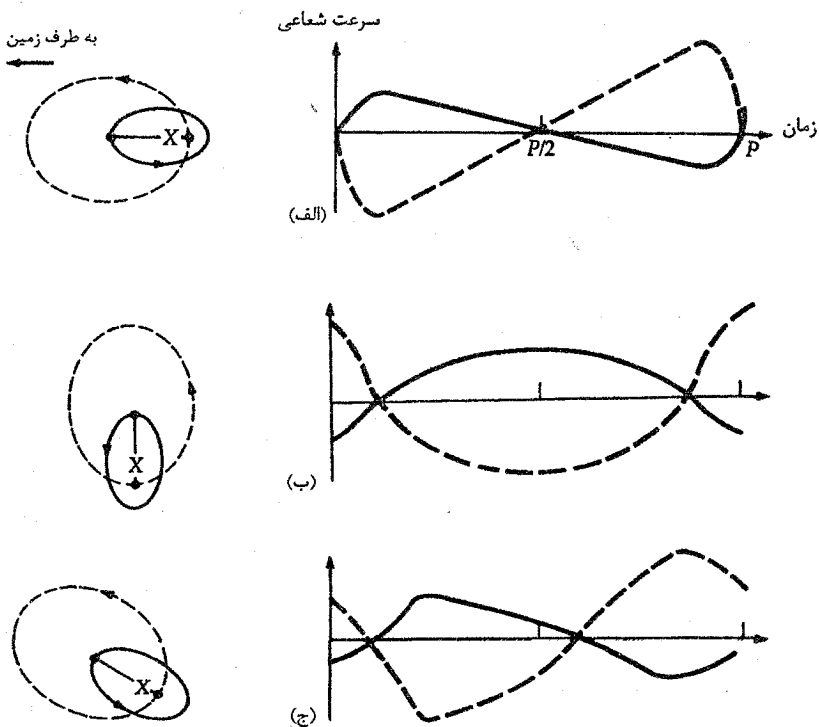
اما فقط حد پایین،  $a \sin i$ ، نسبت به نیم محور بلند نسبی قابل دسترس است.

اگر مدار دایره‌ای نبوده ولی دارای خروج از مرکز  $e$  باشد، منحنی‌های سرعت از سینوسی محض خارج می‌شوند [شکل (۱۲-۶)]. منحنی‌های دو خطی، تصویرهای آینه‌ای یکدیگرند، اما دارای دامنه‌های متفاوت می‌باشند - یک میل مداری  $i$  صرفاً تمام سرعت‌های شعاعی را با ضریب یکسان  $\sin i$  کاهش می‌دهد. دوره‌ای بودن و شکل‌های اختصاصی این منحنی‌ها ما را قادر می‌سازد که فوراً  $P$ ،  $e$ ، و  $\Omega$  (جهت محور بلند نسبت به خط دید) را پیدا کنیم. زمانی که  $i = 90^\circ$ ، نیم محور بلند نسبی و اجرام هر دو ستاره را می‌توان به دست آورد.

سیستم‌های تک خطی به ما اجازه می‌دهند تا همدم‌های "نامری" (در نور خیره کننده ستاره اولیه پنهان است) را آشکارسازی کنیم و اجرام آنها را اندازه بگیریم. بنابراین آنها نقشی اساسی در جستجو برای سیستم‌های سیاره‌ای فراقطبی بازی می‌کنند. در چنین سیستمی مرکب از ستاره‌ای به جرم  $M_*$  (برحسب جرم خورشید) و سیاره‌ای به جرم  $M_p$  (برحسب جرم خورشید) و بسیار کوچکتر از  $M_*$  که با دوره تناوب  $P$  (برحسب سال) و نیم محور بلند  $a$  (برحسب واحد نجومی) در مداری با زاویه میل  $i$  در حال گردش هستند، سرعت شعاعی ستاره  $v_r$  (برحسب  $\frac{km}{s}$ ) با دامنه داده شده زیر تغییر می‌کند

$$V_r = 30 \cdot \frac{M_p \sin i}{a^{1/2} M_*^{1/2}} = 30 \cdot \frac{M_p \sin i}{P^{1/3} M_*^{2/3}}$$

روش سرعت شعاعی فقط حاصلضرب  $M_p \sin i$  را بدست می‌دهد؛ به علت اینکه عموماً زاویه میل  $i$  نمی‌تواند تعیین شود (باستثنای حالت نیم‌رخ مربوط به یک سیستم گرفتی)، لذا یک حد پائین از جرم سیاره پیدا می‌شود. خروج از مرکز از شکل منحنی سرعت شعاعی پیدا می‌شود - مدارهای دایره‌ای منحنی‌های سینوسی تولید می‌کنند.



شکل ۱۲-۶. منحنی‌های سرعت برای مدارهای بیضی شکل. ستاره اولیه (جرم  $M$ ) و ستاره همدم (جرم  $m$ ) دارای مدارهای بیضی شکل با خروج از مرکز یکسان اپا با نیم محوره‌های بلند به نسبت  $M/m$  می‌باشند. زاویه میل  $90^\circ$  و دوره تناوب مداری  $P$  است. (الف) محوره‌های بلند در امتداد خط دید. (ب) محوره‌های بلند با زاویه  $90^\circ$  نسبت به خط دید. (ج) محوره‌های بلند با زاویه  $45^\circ$  نسبت به خط دید.

### (ب) تابع جرم

برهمکنشهای جزر و مدی قوی بین دو ستاره همدم در دوتایی‌های طیف سنجی با دوره تناوب کوتاه (روز  $\leq 10$ ) مدارهایشان را دایره‌ای شکل می‌سازد (در حدود  $5 \times 10^9$  سال یا کمتر). یک مدار نسبی دایره‌ای (با خروج از مرکز کوچک،  $e \ll 1$ ) با زاویه میل  $i$  را در نظر بگیرید. درباره جرمهای این ستاره‌ها چه می‌توانیم بگوئیم؟ چون می‌توانیم  $P$ ،  $r_1'$  و  $r_2'$  (چون  $a' = r_1' + r_2'$ ) را از منحنی سرعت یک دوتایی دو خطی به دست آوریم، لذا از قانون

هماهنگی کپلر داریم

$$(M + m) \sin^3 i = (a')^3 / P^2$$

به خاطر آورید که در این مورد  $M/m$  را نیز می‌توان به دست آورد. اگر فقط ستاره اولیه را به صورت یک دوتایی تک خطی ببینیم، فقط می‌توانیم تابع جرم  $f(M, m)$  را از فرمول زیر پیدا کنیم.

$$\begin{aligned} (M + m) P^2 &= a^3 = (r_1 + r_2)^3 = r_1^3 (1 + r_2/r_1)^3 \\ &= r_1^3 (1 + M/m)^3 = (r_1')^3 (M + m)^3 / m^3 \sin^3 i \end{aligned}$$

یا

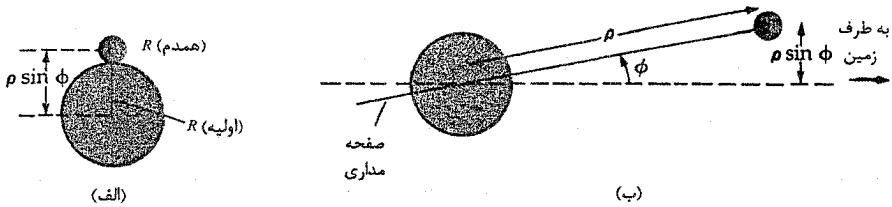
$$f(M, m) = m^3 \sin^3 i / (M + m)^2 = (r_1')^3 / P^2 \quad (۸-۱۲)$$

که در آن  $r_1'$  و  $P$  از مشاهده به دست می‌آیند و از رابطه  $Mr_1 = mr_2$  نیز استفاده کرده‌ایم.

اگر میل مداری مجهول باشد، فایده تابع جرم چیست؟ ما نمی‌توانیم جرم هر ستاره را جداگانه ارزیابی کنیم، اما با ترکیب داده‌ها می‌توان جرمهای آماری را به دست آورد. اگر صفحات مداری به طور تصادفی برحسب  $i$  توزیع شوند، در این صورت مقدار متوسط  $\sin^3 i$  برابر با  $0.59$  است؛ مع ذالک، بیشتر علاقمندیم که دوتایی‌های طیف سنجی با  $90^\circ \approx i$  را تشخیص دهیم (تقریباً نیم‌رخ) و بنابراین، اثر انتخاب مشاهده‌ای را با انتخاب مقدار بزرگتری برای متوسط  $\sin^3 i$ ، مثلاً  $0.67 \approx \frac{2}{3}$ ، تصحیح می‌کنیم. به علاوه، با داشتن اطلاعات طیفی در مورد مولفه‌های مرئی می‌توان اجرام مناسبی را پیشنهاد کرد.

## ۱۲-۴ دوتایی‌های گرفتی

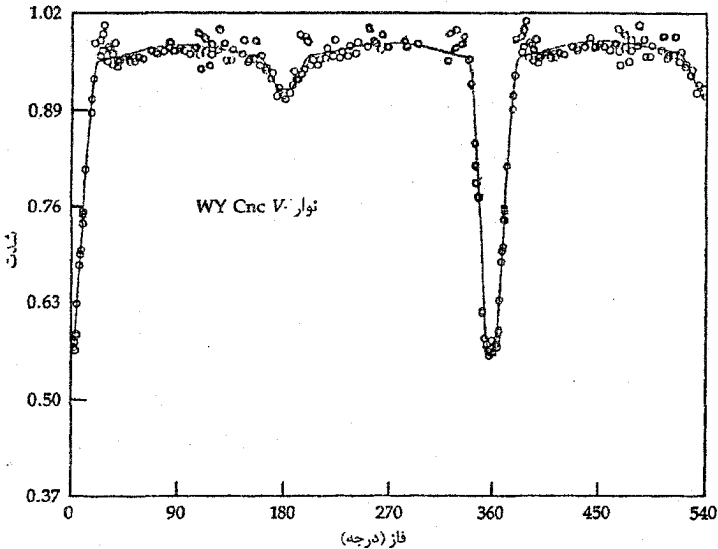
وقتی میل یک مدار دوتایی نزدیک به  $90^\circ$  است، هر یک از ستاره‌ها می‌توانند به طور دوره‌ای دیگری را ببوشانند - اینها را دوتایی‌های گرفتی می‌نامیم. چند هزار عدد از این سیستم‌ها شناخته شده‌اند؛ اکثر آنها دوتایی‌های طیف سنجی هستند و تعداد خیلی کمی از آنها دوتایی‌های مرئی می‌باشند. برای یک مدار نسبی به شعاع  $\rho$  که نسبت به خط دید زاویه  $\phi$  را می‌سازد ( $i = 90^\circ - \phi$ )، یک گرفت تنها زمانی رخ می‌دهد [شکل (۷-۱۲)] که  $(\text{همدم}) + R < R \sin \phi$  باشد که در آن  $R$  شعاع ستاره است. بنابراین، مدارهای کوچک مطلوب هستند؛ چون مدارهای کوچک دارای دوره‌های تناوب کوتاه و سرعت‌های مداری بالا می‌باشند.



شکل ۱۲-۷. هندسه گرفت برای دوتایی‌ها. (الف) تصویر جلو از زمین؛ توجه کنید برای این که گرفت رخ دهد ستاره همدم یا یستی از جلو ستاره اولیه عبور نماید. (ب) تصویر از پهلو گستره مجاز را برای ستاره همدم در گرفت‌ها نشان می‌دهد.

### (الف) تفسیر منحنی نوری

دوتایی‌های گرفتی به سهولت توسط روشنایی‌های متغیر متناوبشان آشکار می‌شوند. اگر قدر یا شار چنین دوتایی را به صورت تابعی از زمان ترسیم کنیم، منحنی نوری را به دست می‌آوریم که عموماً دو کمینه در روشنایی با عمق‌های متفاوت مربوط به دو گرفت ممکن در هر دوره تناوب مداری را نشان می‌دهند [شکل (۱۲-۸)].



شکل ۱۲-۸. مشاهدات نوار  $V$  از یک سیستم دوتایی گرفتی،  $WY Cnc$  و  $RS CV_n$  دایره‌های خالی داده‌های واقعی هستند؛ منحنی توپر بهترین تطبیق یک الگوی دوتایی گرفتی با نقاط داده‌ها می‌باشد. واحد شدت طوری به‌نچار شده است که مجموع شدت‌های دو ستاره خارج از گرفت‌ها برابر ۱ می‌باشد. توجه کنید که گرفت اولیه (فاز  $0^\circ$  و  $360^\circ$ ) بسیار عمیقتر از گرفت ثانویه (فاز  $180^\circ$ ) می‌باشد، که دلالت بر این دارد ستاره ثانویه تابندگی بسیار کمتری از ستاره اولیه دارا است.

کمینه عمیق‌تر - گرفت اولیه - هنگامی رخ می‌دهد که ستاره داغ‌تر از پشت ستاره سردتر عبور می‌کند؛ گرفت دیگر - ثانویه - کم عمق‌تر است. انواع گرفت‌های مختلف ممکن عبارتند از: (۱) زمانی که  $i = 90^\circ$ ، هر دو گرفت کامل (ستاره کوچکتر پشت ستاره بزرگتر) و حلقوی (ستاره کوچک‌تر در جلو) مرکزی نامیده می‌شوند؛ (۲) زمانی که  $[R - R] < \rho \cos i$  (اولیه) و  $[R + R] < \rho \cos i$  (همدم) داریم؛ و (۳) زمانی که  $[R - R] < \rho \cos i$  (اولیه) و  $[R + R] < \rho \cos i$  (همدم) باشد، تنها گرفت‌های جزئی رخ می‌دهند. توجه کنید که اگر مدارها دایره‌ای یا  $i = 90^\circ$  باشد، در هر حالت دقیقاً سطح ستاره‌ای یکسانی در هر دو کمینه اولیه و ثانویه پوشیده می‌شود.

منحنی نوری برای گرفت‌های مرکزی و مدار ستاره‌ای نسبی دایره‌ای را طوری در نظر بگیرید که ستاره بزرگ‌تر دمای سطحی کمتری از ستاره کوچکتر داشته باشد [شکل (۱۲-۹ الف و ب)]. چهار نقطه (در طول زمان یک گرفت) وجود دارند که دو لبه ستاره با هم تماس هستند؛ اولین تماس ( $t_1$ ) زمانی است که گرفت شروع می‌شود، تماس دوم ( $t_2$ ) زمانی است که روشنایی به کمینه می‌رسد، تماس سوم ( $t_3$ ) زمانی است که ستاره کوچکتر قرص ستاره بزرگتر را ترک می‌کند و تماس چهارم ( $t_4$ ) زمانی است که گرفت پایان می‌یابد. هر دو کمینه اولیه و ثانویه تخت هستند و دقیقاً در نیمه یک دوره تناوب به وجود می‌آیند. اگر شعاع‌های ستاره‌ای را با  $R_I$  (ستاره بزرگتر) و  $R_S$  (ستاره کوچکتر) و تندی مداری نسبی ستاره کوچکتر را با  $v$  نشان دهیم، محاسبات هندسی دلالت بر این دارند که

$$2R_S = v(t_2 - t_1) = v(t_4 - t_3) \quad (12-9 \text{ الف})$$

$$2(R_S + R_I) = v(t_4 - t_1) \quad (12-9 \text{ ب})$$

مع ذلک، شعاع  $a$  از مدار دایره‌ای نسبی برابر است با

$$a = vP / 2\pi \quad (12-10)$$

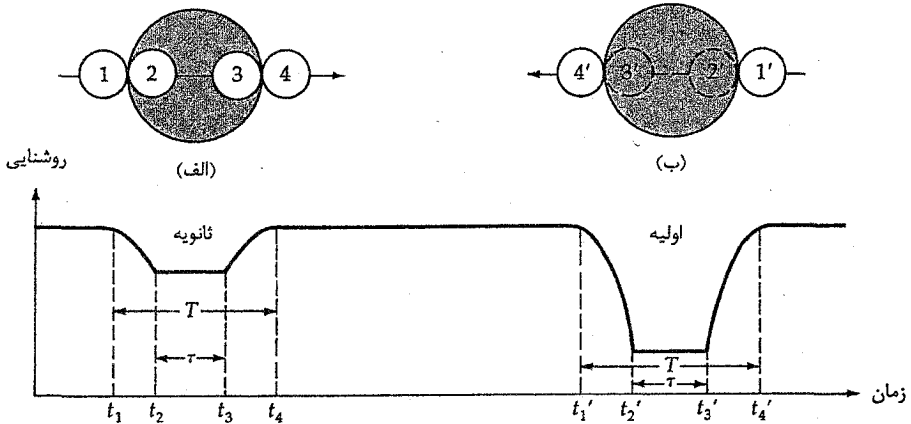
که در این جا  $P$  دوره تناوب مداری است. با ترکیب معادلات (۱۲-۹) و (۱۲-۱۰)، فقط می‌توانیم نسبت شعاع‌های ستاره‌ای به شعاع مداری را پیدا کنیم:

$$R_S/a = \pi(t_2 - t_1)/P$$

$$R_I/a = \pi(t_4 - t_2)/P \quad (12-11)$$

همچنین ممکن است دماهای سطحی موثر دو ستاره را تعیین کنیم. اگر دماهای سطحی موثر را به  $T_S$  و  $T_I$  نشان دهیم (جسم سیاه)، طبق قانون استفان - بولتزمن روشنایی سطحی برابر

است با  $\sigma T_{\text{eff}}^4$  [بخش (۸-۶)]؛ چون سطح ستاره‌ای یکسان ( $\pi R_s^2$ ) در هر کمینه گرفت پوشیده می‌شود، عمق‌های نسبی دو کمینه گرفت مستقیماً  $(T_1/T_s)^4$  را به ما می‌دهد - ستاره داغ‌تر در کمینه اول پوشیده شده است.



شکل ۹-۱۲. گرفت‌های مرکزی برای مدارهای دایره‌ای. فرض می‌شود که ستاره کوچکتر نمونه داغ‌تر دو ستاره است. چهار نقطه تماس شماره گذاری شده طول گرفت را تعریف می‌کنند. این گرفت‌های مرکزی ته تخت دارند. (الف) در خلال گرفت ثانویه، ستاره کوچکتر از جلو ستاره بزرگتر عبور می‌کند. (ب) در خلال گرفت اولیه، بعد از نصف یک دوره تناوب مداری، ستاره کوچکتر از پشت ستاره بزرگتر عبور می‌کند.

وقتی برای یک مدار دایره‌ای، گرفت‌ها جزئی باشند [شکل (۱۰-۱۲)]، هر دو گرفت طول زمان برابری دارند (گرچه این دوره خلاصه‌تر از گرفت مرکزی است) و کمینه‌های روشنایی تخت نیستند. چون هر دو گرفت دقیقاً به فاصله یک نیم دوره مداری رخ می‌دهند، لذا مدار دایره‌ای است. در این حالت ممکن است (۱) میل مداری  $i$ ، (۲) شعاع‌های ستاره‌ای نسبی  $R_1/a$  و  $R_s/a$ ، و (۳) نسبت دماهای سطحی موثر  $T_1/T_s$  را تعیین کرد.

برای مدارهای بیضی شکل، زمانی که طول می‌کشد تا گرفت اولیه به گرفت ثانویه تبدیل شود، با مدت زمان تبدیل گرفت ثانویه به گرفت اولیه متفاوت است. این اشکال به ما اجازه می‌دهند تا خروج از مرکز  $e$ ، جهت  $\Omega$ ، و میل  $i$  مدار را تعیین کنیم.

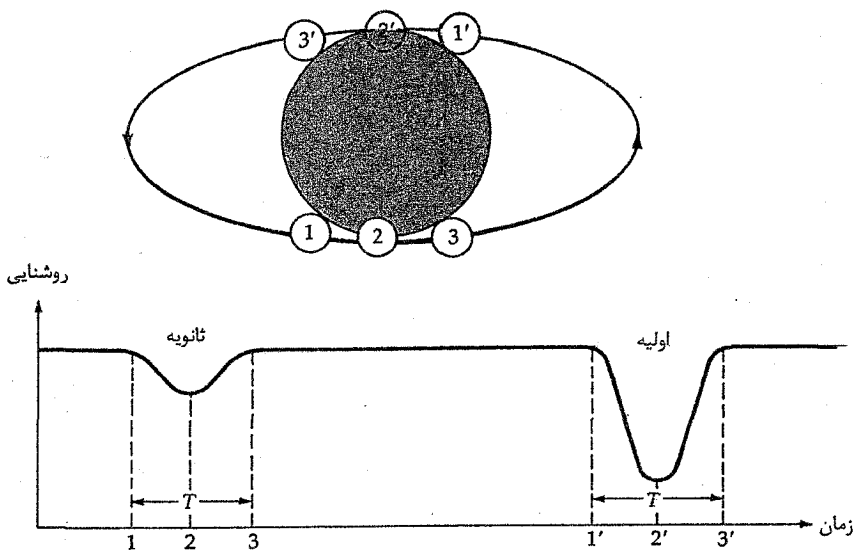
### (ب) دوتایی طیف سنجی گرفتی

دیدیم که منحنی‌های نوری فقط نتایج نسبی را به دست می‌دهند. جای خوشبختی است که اکثر دوتایی‌های گرفتی، دوتایی‌های طیف‌سنجی نیز هستند. در نتیجه، می‌توانیم از روی منحنی‌های

سرعت، تندی‌های آن‌ها را برحسب کیلومتر بر ثانیه به دست آوریم. از معادلات (۹-۱۲) و (۱۰-۱۲) مقادیر مطلق (برحسب کیلومتر) را برای  $a$ ،  $R_1$  و  $R_2$  به دست می‌آوریم. چون میل مداری از منحنی نوری حاصل می‌شود، می‌توان  $\sin i$  را ارزیابی کرده و جرمهای ستاره‌ای را تعیین کرد. با ترسیم این نتایج، رابطه جرم - شعاع را برای این ستاره‌ها به دست می‌آوریم (شکل (۱۱-۱۲ الف)). سپس ممکن است چگالیهای متوسط ستاره‌ای  $\langle \rho \rangle$  را از طریق فرمول زیر محاسبه کرد

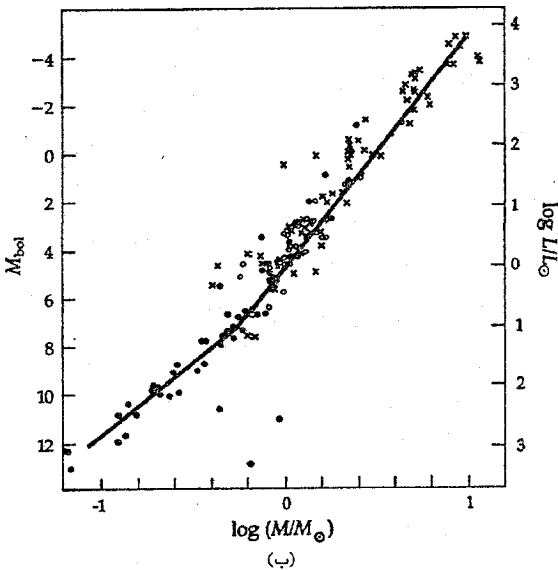
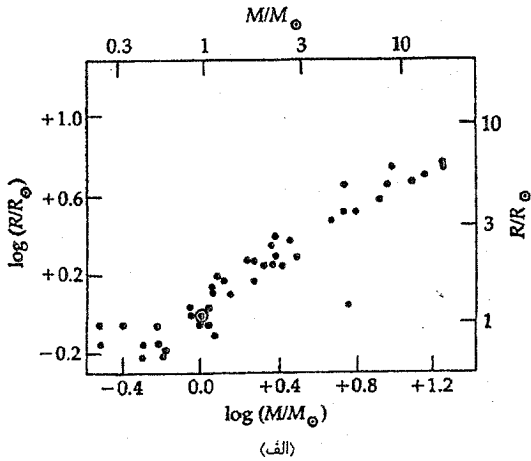
$$\langle \rho \rangle = 3M / 4\pi R^3$$

با دانستن شعاع‌های ستاره‌ای، ممکن است نسبت تابندگی‌های ستاره‌ای (از نسبت دمای موثر) و تابندگی کل سیستم را پیدا کنیم؛ آنگاه شار سیستم، فاصله تا دوتایی را به ما می‌دهد. بالاخره، می‌توانیم جرم و تابندگیهای هر ستاره را استخراج کنیم [شکل (۱۱-۱۲ ب)؛ همچنین شکل (۱۲-۳) را ببینید]. در جدول (۱-۱۲) داده‌های گوناگونی که می‌توانیم از ستارگان دوتایی به دست آوریم، آمده است.



شکل ۱۰-۱۲. گرفت‌های جزئی برای یک مدار دایره‌ای مایل، ستاره کوچکتر داغ‌تر فرض شده است و گرفت‌ها به فاصله یک نیم دوره تناوب رخ می‌دهند، اما توجه داشته باشید که منحنی نوری در خلال گرفت‌ها تخت نیست.





شکل ۱۱-۱۲. اطلاعات از ستارگان دوتایی. (الف) رابطه جرم - شعاع رشته اصلی؛ توجه کنید که ستارگان پرجرمتر، بزرگتر هستند. (ب) رابطه جرم - تابندگی برای دوتایی‌های مختلف که فواصل آنها معلوم است. دایره‌های توپر دوتایی‌های مرئی (بهترین داده‌ها) می‌باشند؛ دایره‌های توخالی آن دسته از سیستم‌های مرئی را نشان می‌دهند که داده‌های دست - دوم دارند؛ ضربدرها دوتایی‌های گرفتی می‌باشند. به شکستگی در شیب در جرم اندکی کوچکتر از جرم خورشید توجه کنید. (دبلیو. دی. هینتز<sup>۱</sup>).

جدول ۱-۱۲

نوع دوتایی	مشاهدات ترتیب داده شده یا مورد نیاز	پارامترهای تعیین شده
مربی	(الف) قدرهای ظاهری و $\pi''$ (ب) $\alpha''$ و $\rho$ و $\pi''$	تابندگی های ستاره ای نیم محور بلند $(\alpha)$ جمع جرم $(M+m)$ $m$ و $M$
طیف سنجی	(الف) حرکت نسبت به $CM$ (ب) منحنی سرعت تک خطی (ج) منحنی سرعت دو خطی	تابع جرم $f(M,m)$ نسبت جرم $(\frac{M}{m})$ $(M+m) \sin^3 i$ $a \sin i$
گرفتی	(الف) شکل منحنی نوری گرفت ها (ب) زمانهای نسبی بین گرفت ها (ج) اتلاف نور در کمینه گرفت	میل مداری $(i)$ شعاع های ستاره ای نسبی $(\frac{r_l, s}{a})$ خروج از مرکز مداری $(e)$ نسبت دمای سطحی $(\frac{T_l}{T_s})$ ابعاد مطلق $(r_l, r_s, a)$ و $e$ $m$ و $M$ (هم چنین چگالیها) فاصله تا دوتایی تابندگی های ستاره ای دماهای سطحی $(T_l, T_s)$
گرفتی-طیف سنجی	(الف) منحنی های نوری و سرعت (ب) اختلاف منظر طیف سنجی + قدر ظاهری	

توجه کنید: اندیس  $l$  دلالت بر ستاره بزرگتر دارد، و اندیس  $s$  مربوط به ستاره کوچکتر است.

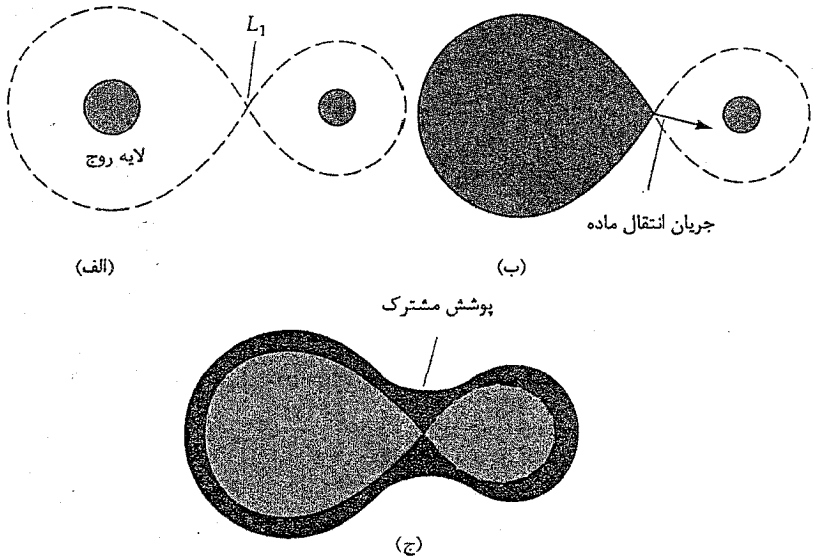
### (ج) دوتایی های تماسی

می توانیم ایده دوتایی های نزدیک را به دوتایی های تماسی گسترش دهیم. سیستم های گرفتی با دوره های تناوب بسیار کوتاه - فقط چند ساعت - به طور فیزیکی در تماس می باشند. منحنی های نوری آنها این اندرکنش را نشان می دهند زیرا بیشینه های آنها گرد هستند و کمینه هایشان تقریباً هم عمق می باشند. در چنین سیستمهایی، دو ستاره یک پوش ماده مشترک دارند، و هر دو در اثر آثار جزر و مدی به شدت مغشوش می باشند.

توسط بررسی گرانش موثر، اندرکنشهای بین این سیستمها را در بسیاری از نقاط به طور

محلّی تصویر می‌کنیم. گرانش موثر از ترکیب جاذبه‌های گرانشی حقیقی و نیروی گریز از مرکز مربوط به حرکات مداری ناشی می‌شود. اگر فضای اطراف این ستارگان را تجسس کنید، به ناحیه‌ای خاص به شکل ۸ دست می‌یابید، که گرانش موثر دو ستاره یکدیگر را خنثی می‌کند ( $L_1$  در شکل (۱۲-۱۲ الف)). در اینجا گرانش موثر صفر است. هر نیمه از شکل ۸ دلالت بر ناحیه‌ای دارد که توسط گرانش موثر یک ستاره کنترل می‌شود؛ این نواحی را لایه‌های روچ می‌نامند.

اکنون می‌توانیم دو تایی‌های نزدیک را بر اساس اینکه هر ستاره نسبت به لایه روچ خود چه اندازه بزرگ است، دسته‌بندی کنیم. اگر هر دو ستاره از لایه‌های روچ خود کوچکتر باشند، سیستم جدا می‌باشد [شکل (۱۲-۱۲ الف)]. اگر یکی لایه روچ خود را پر کرده باشد، سیستم نیمه جدا خواهد بود؛ ماده می‌تواند از نقطه تماس  $L_1$  به طرف ستاره دیگر شارش کند [شکل (۱۲-۱۲ ب)]. گاز از ستاره‌ای که لایه روچ خود را پر کرده (ستاره اهداء کننده) آزاد است تا به طرف ستاره دیگر (ستاره دریافت کننده) شارش کند. سرانجام، اگر هر دو ستاره لایه‌های روچ خود را پر کرده باشند، آنها در تماس می‌باشند، و دارای یک پوش مشترک از موادی هستند که هر دو را در بر گرفته است [شکل (۱۲-۱۲ ج)].



شکل ۱۲-۱۲. دو تایی‌های تماسی. (الف) یک سیستم جدا که در آن هر دو ستاره کوچکتر از لایه‌های روچ خود می‌باشند. (ب) در یک سیستم نیمه جدا، یک ستاره لایه روچ خود را پر کرده و ماده به طرف همدم شارش می‌کند. (ج) هر دو ستاره لایه‌های روچ خود را در یک سیستم تماسی پر کرده‌اند، و آنها توسط یک پوش مشترک با دمای یکنواخت احاطه شده‌اند.

## ۱۲-۵ قطره‌های ستاره‌ای تداخل سنجی و دماهای موثر

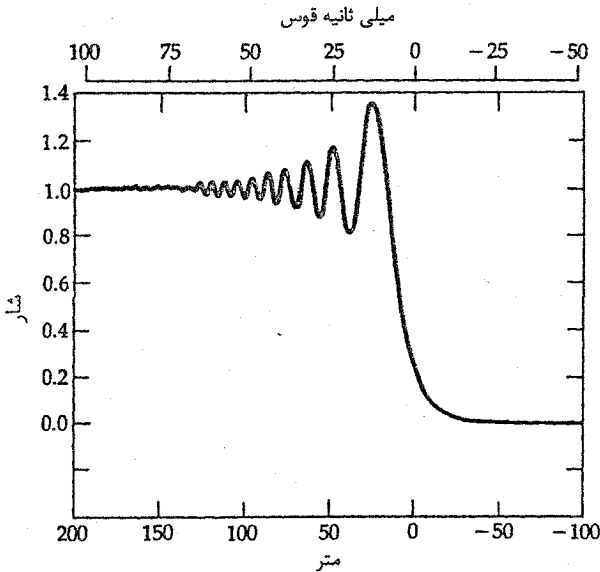
سرانجام، به طور خلاصه روشهای تعیین قطرهای ستاره‌ای که نیاز به سیستم دوتایی ندارد را یادآوری می‌کنیم. اساساً چنین روشهایی تداخل سنجی می‌باشند؛ آنها به تداخل سازنده و تخریبی امواج نوری مربوط به یک ستاره وابسته می‌باشند [بخش (۸-۱)].

برای اینکه به بینیم چرا چنین روشهای غیر مستقیمی ضروری می‌باشند (بعجز برای خورشید)، موضوع دنباله را در نظر بگیرد. در فاصله ۱ pc، ستاره‌ای به قطر  $(109 R_{\odot} = \text{شعاع})$  ۱ AU زاویه ۱ از آسمان را در بر می‌گیرد، اما این زاویه درست برابر اندازه تصویر دید (به علت آشفتگی جوی زمین) می‌باشد، بنابراین اندازه ستاره قابل تفکیک نیست. به علاوه، هیچ ستاره‌ای در نزدیکی ۱ pc نیست.

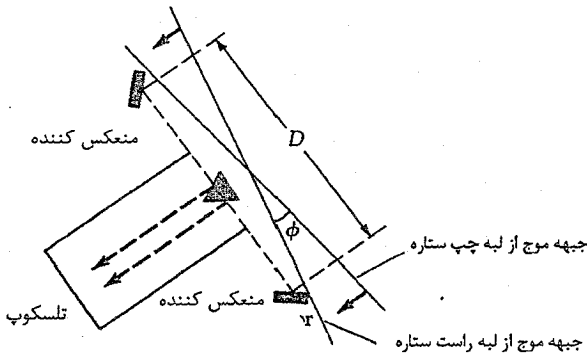
در داخل یک نوار با عرض ۱۵ متمرکز روی دایرة البروج، ستاره‌ها ممکن است توسط ماه پوشیده شوند. در چنین پوشیدگی قمری یک ستاره ناگهان ناپدید نمی‌شود؛ در عوض در طی چند ثانیه محو می‌شود [شکل (۱۲-۱۳)]. جبهه‌های موج الکترومغناطیسی ستاره با گذشت زمان به طور افزایشی از صفحه خارج می‌شوند، اما بخش‌های محو نشده در زمین با ایجاد تداخل تولید یک الگوی شدت نسبت به زمان می‌کنند (در واقع، پراکنده می‌شوند). این الگو مستقیماً به اندازه زاویه‌ای ستاره وابسته است؛ اگر فاصله ستاره را بدانیم، می‌توانیم قطر ستاره را استنتاج کنیم. خطاهای متوسط برای ابعاد زاویه‌ای ۲ تا ۲۰ میلی ثانیه قوسی حدود ۱ میلی ثانیه قوسی (به طور اختصاری mas) می‌باشد.

در سال ۱۹۲۰ م. ا. ای. مایکلسون<sup>۱</sup> یک تداخل سنج ستاره‌ای اختراع کرد و آن را برای اندازه‌گیری قطر زاویه‌ای ستارگان بزرگ نزدیک به کار برد. در این وسیله، به طور وسیعی آینه‌های تفکیک شده (چندین متر) نور ستاره را به یک تلسکوپ متمرکز کننده معمولی جایی که جبهه‌های موج از قسمتهای مختلف آن ستاره یک الگوی تداخلی ویژه به وجود می‌آورند [شکل (۱۲-۱۴)]، منعکس می‌کنند.

این الگو به زاویه بین جبهه‌های موج از لبه‌های مخالف ستاره بستگی دارد؛ این زاویه تقاطع با افزایش قطر زاویه‌ای ستاره زیاد می‌شود. (در نمونه‌های جدید این روش اغلب از دو تلسکوپ



شکل ۱۲-۱۳. پوشیدگی ستاره توسط ماه. همان طور که لبه ماه جلوی ستاره را قطع می‌کند، یک الگوی پراش قبل از این که نور کاملاً قطع شود، ظاهر می‌گردد. مقیاس فوق یک مقیاس زاویه‌ای است و قسمت پایین آن یک مقیاس خطی می‌باشد.



شکل ۱۲-۱۴. نمای یک تداخل سنج مایکلسون. آینه‌های فاصله دار گسترده نور ستاره را به درون تلسکوپ می‌فرستند تا الگوهای تداخلی تولید کنند. امواج نوری که از دو انتهای مخالف یک ستاره به طور همزمان می‌رسند، یکدیگر را تحت زاویه  $\phi$ ، که قطر زاویه‌ای ستاره است، قطع می‌کنند.

عوض یکی استفاده می‌شود، ولی اصول آنها یکسان می‌باشد. بنابراین برای به دست آوردن قطر زاویه‌ای یک ستاره، ما از تقریب زاویه کوچک استفاده می‌کنیم:

$$\alpha = D/d$$

که در این جا  $\alpha$  برحسب رادیان،  $D$  قطر فیزیکی ستاره و  $d$  فاصله‌اش می‌باشد ( $D$  و  $d$  برحسب واحدهای یکسان هستند). جدول (۱۲-۲) مشاهدات منتخب از چند ستاره روشن را ارائه می‌دهد.

یک ستاره که بدین طریق اندازه‌گیری شده است، چشم گاو می‌باشد (آلفای ثور). میانگین نتایج قطر زاویه‌ای حدود ۲۱ میلی ثانیه قوسی است. فاصله  $d$  برای ستاره چشم گاو  $20/8 \text{ pc}$  است؛ پس

$$D = \alpha d$$

یا

$$\text{رادیان } 1/0.2 \times 10^{-7} = (\text{ثانیه قوسی}) 21 \times 10^{-3}$$

بنابراین

$$\begin{aligned} D &= (1/0.2 \times 10^{-7}) (67/8) \text{ (سال نوری)} \\ &= 6/92 \times 10^{-6} \text{ سال نوری} \\ &= 6/54 \times 10^7 \text{ کیلومتر} \end{aligned}$$

لذا، شعاع ستاره چشم گاو حدود  $3/27 \times 10^7 \text{ km}$  است که حدود ۵۰ برابر بزرگتر از شعاع خورشید می‌باشد.

نوع دیگری از تداخل سنجی، تداخل سنجی لک‌دار<sup>۱</sup> می‌باشد که از اثرات مشاهده‌ای غیرقابل اجتناب زمین بهره می‌گیرد. تصویر یک ستاره مشاهده شده از درون یک تلسکوپ و جو دارای یک الگوی پراش می‌باشد که به چندین دانه روشن، یا لکه روشن تجزیه می‌شود، و این به علت تداخل تصادفی نور عبوری از میان لایه‌های جوی می‌باشد. سپس اینها متوسط‌گیری شده و الگوی لکه توسط روشهای فوریه تحلیل می‌گردند.

جدول ۱۲-۲. چند قطر ستاره‌ای تداخل سنجی

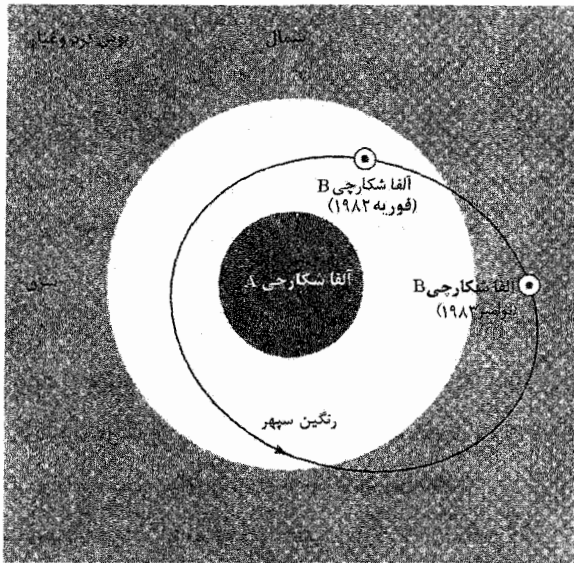
شعاع ( $R_{\odot}$ )	فاصله (pc)	قطر تاریک شده لبه (mas)	رده طیفی	ستاره
$26 \pm 8$	$45 \pm 9$	$5/4 \pm 0/6$	KoII - III	آلفا ذات الکرسی
$33 \pm 9$	$23 \pm 3$	$13/2 \pm 1/7$	MoIII	بتا زنبه زنجیرسته
$50 \pm 14$	$75 \pm 15$	$6/3 \pm 0/6$	K2II	گاما زنبه زنجیرسته
$145 \pm 45$	$500 \pm 100$	$2/7 \pm 0/3$	A2 Ia	آلفا مرغ

تداخل سنجی لک‌دار، راهی برای آشکار کردن مولفه‌ها در سیستم‌های چند ستاره‌ای خیلی نزدیک می‌باشد. برای مثال، توسط مشاهدات لک دار متوجه شدند که ستاره ابط الجوزا (آلفا شکارچی) یک سیستم ستاره‌ای سه تایی می‌باشد [شکل (۱۲-۱۵)]. به خصوص این روش برای دو تایی‌های طیف سنجی مفید است که در این جا اندازه‌گیرهای منحنی سرعت شعاعی همراه با جدایی زاویه‌ای، به طور مستقیم جرم‌های ستاره‌ای را تعیین می‌کند.

اکنون می‌توانیم از ابعاد زاویه‌ای ستاره‌ای مشاهده شده برای پیدا کردن مستقیم دماهای موثر ستاره‌ای استفاده کنیم. به خاطر بیاورید که  $T_{\text{eff}}$  اندازه‌ای از انرژی کل انتگرال‌گیری شده روی تمام طول موجهای تابشی از واحد سطح می‌باشد. مقدار آن توسط شعاع و تابندگی یک ستاره ثابت می‌ماند. بنابراین تعیین مستقیم  $T_{\text{eff}}$  از مقدار قطر زاویه‌ای (شعاع) یک ستاره و شار (قدر ظاهری) امکان‌پذیر می‌باشد. با خورشید به عنوان استاندارد ( $BC = 0/07, M_{\text{bol}} = 4/75, T_{\text{eff}} = 5800\text{K}$ )، آنگاه برای یک ستاره دیگر

$$\log T_{\text{eff}} = 4/220 - 0/1 (V_0 + BC) - 0/5 \log \theta_{ld}$$

که  $V_0$  (قرمز نشده) قدر مریی ظاهری و  $\theta_{ld}$  قطر زاویه‌ای تاریک شده لبه (برحسب mas) می‌باشد. یک الگوی قرص ستاره‌ای بایستی برای پیدا کردن  $\theta_{ld}$  از  $\theta$  مشاهده شده مورد استفاده قرار گیرد؛ این نتیجه منجر به ۱٪ عدم قطعیت می‌شود. از سوی دیگر، خطاهای اندازه‌گیری شده نمونه ۱۰٪ می‌باشند. به طور کلی، خطا در  $T_{\text{eff}}$  حدود ۱۰۰ تا ۴۰۰ درجه کلون است، که در اینصورت  $T_{\text{eff}}$  به خوبی تعیین می‌شود و بنابراین می‌تواند با مقادیر بدست آمده از الگوهای ستاره‌ای مقایسه شود.



شکل ۱۲-۱۵. نمایی از آلفا سنکارچی A (ابط الجوزا) و همدم نزدیک آن، آلفا سنکارچی B، که با دوره ۲۱ سال در رنگین سپهر و پوشی از گرد و غبار ابط الجوزا مدار را طی می‌کند. ستاره سوم (مولفه C) ۱۰ مرتبه دورتر از B می‌باشد، لذا خارج از تصویر است.

### مفاهیم و معادلات کلیدی

زیر  $0.43M_{\odot}$

$$\frac{L}{L_{\odot}} = 0.23 \left( \frac{M}{M_{\odot}} \right)^{2/3}$$

تابع جرم برای دوتایی‌ها

$$f(M, m) = \frac{m^{\gamma} \sin^{\gamma} i}{(M + m)^{\gamma}} = \frac{(r_1')^{\gamma}}{P^{\gamma}}$$

قانون سوم کپلر

$$(M_1 + M_2) P^2 = \left( \frac{a''}{\pi''} \right)^3$$

رابطه جرم - تابندگی بالای  $0.43M_{\odot}$

$$\frac{L}{L_{\odot}} = \left( \frac{M}{M_{\odot}} \right)^4$$



## مسائل

۱. با استفاده از اطلاعات داده شده در بخش (۱۲-۱۲ الف)، نشان دهید که قانون هارمونیک کپلر برای مدار ظاهری یک دو تایی مرئی صادق است.
۲. درستی معادله (۱۲-۲) را نشان دهید. اگر لازم باشد از یک نمودار استفاده کنید.
۳. مجموع جرمهای ستاره‌ای در یک دو تایی مرئی با دوره تناوب ۴۰ سال، حداکثر جدائی<sup>۵</sup> و اختلاف منظر<sup>۳</sup> ۰/۳ چقدر است؟ فرض کنید که میل مداری صفر و مدار ظاهری یک دایره باشد.
۴. فاصله برحسب پارسک را برای یک دو تایی مرئی که شامل ستارگان با قدرهای تابش سنجی ۵ + و ۲ + هستند، پیدا کنید. زاویه جدایی متوسط<sup>۵</sup> ۰/۵ و دوره تناوب مداری مشاهده شده ده سال است، ستارگان از رابطه جرم - تابندگی، معادلات (۱۲-۵ الف، ب، و ج) پیروی می‌کنند. چه فرضهایی برای رسیدن به جوابتان نموده‌اید؟
۵. نشان دهید سیستمهای دو تایی با مدارهای کوچک دارای تندی‌های مداری بالا هستند.
۶. منحنی‌های سرعت یک دو تایی طیف سنجی دو خطی به صورت سینوسی با دامنه‌های ۲۰ km/s و ۶۰ km/s و دوره تناوب ۱/۵ سال مشاهده می‌شوند:  
(الف) خروج از مرکز مداری چقدر است؟  
(ب) کدام ستاره سنگین‌تر است و نسبت جرمهای ستاره‌ای چقدر می‌باشد؟  
(ج) اگر میل مداری ۹۰° باشد، نیم محور بلند نسبی (برحسب واحد نجومی) و جرمهای هر یک از ستاره‌ها را (برحسب جرم خورشید)، پیدا کنید.
۷. یک دو تایی گرفتی دارای یک دوره تناوب گرفتی دو روز و ۲۲ ساعت، با طول هر گرفت ۱۸ ساعت و گرفت کلی ۴ ساعت می‌باشد:  
(الف) شعاعهای ستاره‌ای را برحسب شعاع مداری دایره‌ای  $a$  پیدا کنید.  
(ب) اگر داده‌های طیف سنجی دلالت بر تندی مداری نسبی ۲۰۰ km/s داشته باشد، شعاعهای ستاره‌ای واقعی (برحسب کیلومتر و شعاع خورشید) چقدر هستند؟
۸. دمای سطحی یک مولفه از یک دو تایی گرفتی ۱۵۰۰۰ K و از آن مولفه دیگر ۵۰۰۰ K است. ستاره سردتر یک غول با شعاع ۴ برابر ستاره داغ‌تر است:  
(الف) نسبت تابندگیهای ستاره‌ای چقدر است؟  
(ب) کدام ستاره در کمینه اولیه گرفته می‌شود؟

(ج) آیا کمینه اولیه یک گرفت کلی یا جزئی است؟

(د) کمینه اولیه چند برابر عمیق‌تر از کمینه ثانویه (برحسب واحد انرژی) می‌باشد؟

۹. ستاره شعرای یمانی  $A$  دارای دمای سطحی  $10000\text{ K}$ ، شعاع  $1/8 R_{\odot}$  و  $M_{\text{bol}} = 1/4$

است؛ شعاع همدم کوتوله سفید آن، شعرای یمانی  $B$ ،  $0.1 R_{\odot}$  و  $M_{\text{bol}} = 11/5$  می‌باشد:

(الف) نسبت تابندگیهای آنها چقدر است؟

(ب) نسبت دماهای موثر آنها چقدر است؟

(ج) اگر مدار آنها در  $i = 90^\circ$  باشد، کدام ستاره در کمینه اولیه می‌گیرد؟

(د) اگر نورسنج شما بتواند قدرهایی به دقت تقریباً  $\frac{1}{1000}$  را اندازه بگیرد، آیا قادر خواهید بود گرفت اولیه فرضی را آشکار کنید؟

(راهنمایی: از  $\log_{10}(1+x) = x/2.3$  برای  $x < 1$  استفاده کنید.)

۱۰. عبارتی که قطر زاویه‌ای ستاره‌ای برحسب میلی ثانیه قوسی را به دست می‌دهد به هنگامی که قطر ستاره واقعی (برحسب شعاع خورشید) و فاصله از ما (برحسب پارسک) معلوم باشند، به دست آورید.

۱۱. جدایی مداری و سرعت را برای یک سیستم ستاره‌ای دوتایی مرکب از ستارگان با جرم خورشیدی و دوره تناوب مداری ۱۲ ساعت (فرض کنید مدارها دایره‌ای هستند) تخمین بزنید.

۱۲. (الف) از رابطه جرم - تابندگی برای محاسبه گستره تابندگی ستارگان در بازه جرمی  $0.085 M_{\odot}$  تا  $10 M_{\odot}$  استفاده کنید.

(ب) جرم ستاره‌ای به تابندگی  $0.1$  برابر تابندگی خورشید، چقدر است؟ جرم ستاره‌ای به تابندگی  $1000$  برابر تابندگی خورشید، چقدر است؟

۱۳. (الف) به منحنی نوری ستاره دوتایی گرفتی  $WY$  خرچنگ [شکل (۱۲-۸)] مراجعه کنید. چه اطلاعات کیفی می‌تواند از تجسس مریی منحنی نوری استخراج شود؟

(ب) اگر  $WY$  خرچنگ دوره تناوب  $19/9$  ساعت داشته باشد، زمانهای مربوط به گرفت‌های اولیه و ثانویه ( $\frac{R_1}{a}$  و  $\frac{R_2}{a}$ ) را تخمین بزنید.

۱۴. یک سیستم دوتایی با دوره تناوب مداری ۱۰ سال را در نظر بگیرید. ستارگان دارای سرعت‌های شعاعی  $10$  و  $20$  کیلومتر بر ثانیه می‌باشند. جرم هر یک از ستارگان را طوری

بیابید که تمایل مداری برابر باشد با

(الف)  $90^\circ$

(ب)  $45^\circ$

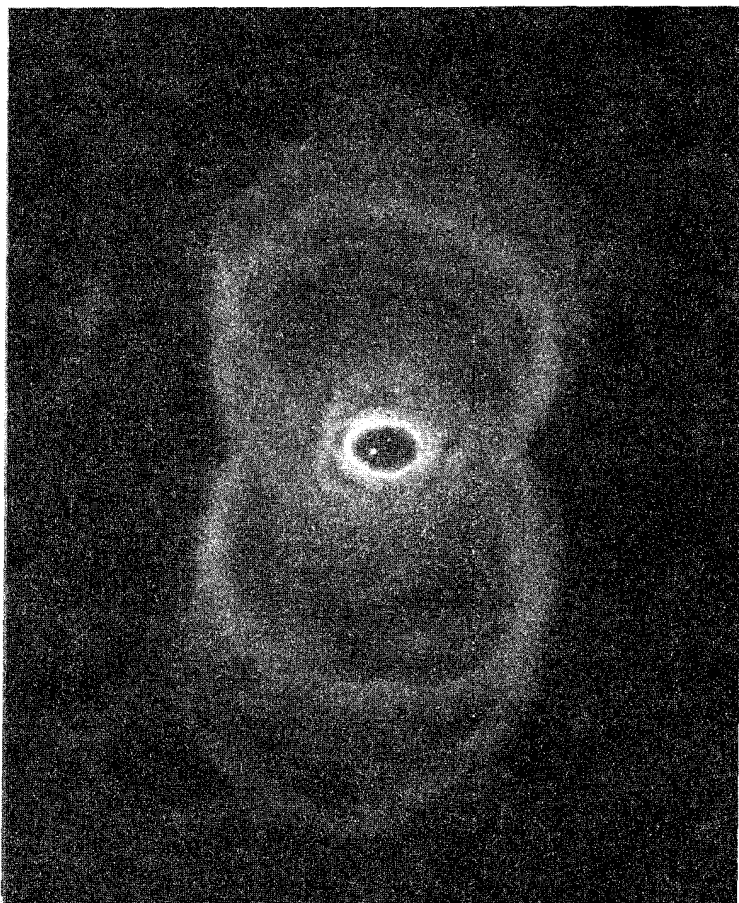
۱۵. ستاره نسر واقع دارای قطر زاویه‌ای اندازه‌گیری شده  $3/24 \text{ ams}$  و شار  $2/84 \times 10^{-8} \frac{W}{m^2}$  می‌باشد. فاصله آن  $8/1 \text{ pc}$  است. قطر و دمای موثر نسر واقع چقدر است؟

۱۶. یک دوتایی مرئی که ستارگان آن ۱ و ۲ از مرکز جرم فاصله دارند را در نظر بگیرید. فاصله آن

$10 \text{ pc}$ ، و دوره تناوب مداری ۱۰ سال است. اگر  $i = 90^\circ$ ، جرمهای آنها چقدر است؟

تابندگی‌های آنها چقدر است؟

### ستارگان: نمودار هر تپرونک - راسل



خصوصیات ستارگان را از نور آنها نتیجه می‌گیریم - به صورت توده‌ای برای شماره‌ها و به صورت گسترده برای طیفها. این فصل به اطلاعات ذی‌قیمتی که توسط مطالعه طیف‌های ستاره‌ای می‌توانند تشخیص داده شوند، می‌پردازد. ابتدا جو ستاره‌ای، جایی که طیف‌های ستاره‌ای از آن سرچشمه می‌گیرند را مورد بررسی قرار می‌دهیم. سپس داستان مشاهدات طیفی را بازگو می‌کنیم - چگونه ساخته، به هم مرتبط و تعبیر شده‌اند. سرانجام، ترکیب قطعی و

معروف - نمودار هرتسپرونگ - راسل - و بعضی از مفاهیم آن را معرفی می‌کنیم. این بحث به شناختی از خود ستاره‌ها منجر خواهد شد (فصل ۱۶).

### ۱-۱۳ جوهای ستاره‌ای

توزیع انرژی طیفی نور ستاره، در جو یک ستاره ناحیه‌ای که تابش می‌تواند به آزادی از آن فرار کند، تعیین می‌شود. برای درک ظیفهای ستاره‌ای، ابتدا الگوی یک جو ستاره‌ای را مورد بحث قرار می‌دهیم و خصوصیات آن که اشکال طیفی را تعیین می‌کنند، جستجو می‌کنیم.

#### (الف) مشخصات فیزیکی

شید سپهر ستاره‌ای لایه نازک گازی است که ناحیه داخلی ستاره را از دید می‌پوشاند. شید سپهر نسبت به شعاع ستاره‌ای نازک است و بنابراین آن را یک پوسته گازی یکنواخت در نظر می‌گیریم. خصوصیات فیزیکی این پوسته ممکن است به طور تقریبی توسط مقادیر متوسط فشار  $P$ ، دما  $T$ ، و ترکیب  $\mu$  (فراوانی‌های شیمیایی) آن تعیین شود.

فرض معقولانه‌ای می‌کنیم که چگالی عددی  $n$  (عدد بر متر مکعب) ذرات گاز (ملکولها، اتم‌ها، یونها، و الکترونها) به اندازه کافی بزرگ باشد تا تعادل ترمودینامیکی معادله بولتزمن و هم معادله ساها به کار روند. همچنین فرض می‌کنیم که گاز از قانون گاز کامل تبعیت می‌کند:

$$P = nkT \quad (1-13)$$

که در آن  $k$  ثابت بولتزمن است. چگالی عددی ذره، هم با چگالی جرمی  $\rho$  (کیلوگرم بر مترمکعب) و هم با ترکیب (یا وزن مولکولی متوسط)  $\mu$  که توسط تعریف  $\mu$  در زیر داده شده است، مرتبط می‌باشد:

$$\frac{1}{\mu} = \frac{m_H n}{\rho} \quad (2-13)$$

که در آن  $m_H = 1/67 \times 10^{-27} \text{ kg}$  جرم یک اتم هیدروژن است. برای ستاره‌ای از اتم هیدروژن خالص،  $\mu = 1$ . اگر هیدروژن کاملاً یونیده باشد،  $\mu = 1/2$  است، زیرا الکترونها و پروتونها (هسته‌های هیدروژن) از نظر تعداد برابرند و الکترونها بسیار سبکتر از پروتونها هستند. عموماً، گازهای داخلی ستاره‌ای یونیده‌اند و  $1/6 \approx Z + (\frac{1}{4})Y + (\frac{3}{4})X$  که در آن  $X$  کسر جرمی هیدروژن،  $Y$  کسر جرمی هلیوم، و  $Z$  کسر جرمی تمام عناصر سنگین‌تر است. کسر جرمی

درصدی از جرم یک نمونه نسبت به کل می باشد.

همچنین جو را یک جو ایستا فرض می کنیم: اگر چه ذرات گاز منفرد به سرعت در حرکتند، اما در مقیاس ماکروسکوپی (هیچ حرکت جرمی وجود ندارد) چیزی با زمان تغییر نمی کند. این دلالت بر تعادل هیدرواستاتیکی دارد، که بر حجم نمونه ای از گاز نیروی خالصی وارد نمی شود. پیش از این نیز این رابطه را در فصل ۴ نتیجه گرفتیم و فقط معادله را در این جا تکرار می کنیم

$$\frac{dP}{dr} = -(GM/R^2)\rho = -g\rho \quad (3-13)$$

که در آن  $g$  شتاب گرانشی (ثانیه) / متر، یا گرانش در شید سپهر می باشد. توجه کنید که فشار به طور پیوسته از داخل به طرف خارج جو ستاره کم می شود.

همان طور که در بخش (۴-۵) ب انجام دادیم،

$$H = \frac{kT}{mg} \approx \text{ثابت}$$

را به عنوان مقیاس ارتفاع تعریف می کنیم. آنگاه، برای یک جو ستاره ای، همچنین می توانیم معادله فشارسنجی را بکار ببریم:

$$p(h) = P(h_0) e^{-\frac{h}{H}}$$

که  $h$  هر ارتفاع در بالای تراز مرجع  $h_0$  می باشد. این رابطه برای نواحی ای از جو ستاره ای بکار می رود که دما و وزن مولکولی متوسط به سرعت تغییر نکنند. بیاد آورید که  $H$  واحد طول دارد، و آن فاصله به طرف جو است تا فشار با ضریب  $\frac{1}{e}$  کاهش یابد. با پارامترگذاری فشار بر حسب عمق نوری  $\tau$  (بخش ۷-۸) به جای شعاع  $r$ ، که  $dt = -\kappa\rho dr$  (کدری جوی بر حسب متر مربع بر کیلوگرم)، معادله (۳-۱۳) شکل مناسب زیر را پیدا می کند

$$\frac{dP}{d\tau} = g/\kappa \quad (4-13)$$

در این تقریب یکنواخت، سپس از معادله (۴-۱۳) انتگرال می گیریم تا نتیجه شود

$$P = (g/\kappa)\tau \quad (5-13)$$

بنابراین، فشار گاز جوی به  $g$  و  $\kappa$  بستگی دارد.  $\tau = 1$  را به عنوان سطح جوی جایی که اشکال طیفی شکل می گیرند انتخاب می کنیم، زیرا این کدری حداقل کدری لازم برای شکل گیری خط طیفی است. برای خورشید، این تراز شیدسپهر ستاره را تعریف می کند. در  $\tau = 1$  (در  $500\text{nm}$ ) در خورشید، چگالی حدود  $10^{-5}\text{kg/m}^3$  است و فشار فقط  $10^{-3}$  جو می باشد.

## (ب) دماها

اکنون از فشار و ترکیب جو ستاره‌ای به دما بر می‌گردیم. قبلاً توجه کرده‌ایم [بخش (۸-۶)] که طیف پیوسته، یا پیوستار، از یک ستاره، معمولاً ممکن است به خوبی توسط توزیع انرژی طیفی جسم سیاه پلانک تخمین زده شود. برای یک ستاره معین، این پیوستار یک دما را با تطبیق منحنی مناسب پلانک تعریف می‌کند. هم چنین می‌توانیم دما را از قانون جابه‌جایی وین<sup>۱</sup> تعریف کنیم:

$$\lambda_{\max} T = 2/898 \times 10^{-3} \text{ کلونین} \times \text{متر} \quad (6-13)$$

عبارت فوق بیان می‌کند قله شدت منحنی پلانک در طول موج  $\lambda_{\max}$  اتفاق می‌افتد که با عکس دمای پلانک  $T$  تغییر می‌کند. آنگاه مقدار  $\lambda_{\max}$  یک دما تعریف می‌کند. هم چنین در اینجا توجه داشته باشید که ستاره داغتر، شار تابان (برحسب وات بر متر مربع) بیشتری خواهد داشت و برطبق قانون استفان - بولتزمن:

$$F = \sigma T^4 \quad (7-13)$$

که  $\sigma = 5/67 \times 10^{-8} \frac{W}{m^2.k^4}$  می‌باشد. سپس رابطه

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4$$

دمای موثر شیدسپهر را تعریف می‌کند.

تذکر: دمای موثر یک ستاره معمولاً با دمای تحریک یا یونیدگی آن یکسان نیست زیرا شکل‌گیری خط طیفی تابش پیوستار را مجدداً توزیع می‌کند. این اثر پوشش خطی نامیده می‌شود و هنگامی که تعداد و شدت‌های خطوط طیفی بزرگ هستند، با اهمیت می‌شود. وقتی اشکال طیفی زیاد نیستند، می‌توانیم پیوستار میان آنها را آشکار کرده و یک مقدار دقیق معقولی برای دمای سطحی موثر ستاره به دست آوریم. پوشش خطی خصوصیت جو جسم سیاه را عوض می‌کند.

## (ج) شکل‌گیری خط طیفی

بخش‌های (۸-۲) و (۸-۳) توصیف می‌کنند که چگونه اشکال جذبی طیفی هنگامی که ملکولها، اتمها و یونهای یک گاز فوتونهای پیوستار را جذب و مجدداً تعداد کمتری از این فوتونها را به

طرف ناظر گسیل می‌دارند، شکل می‌گیرند. ترکیب گاز تعیین می‌کند که کدام اجزاء برای جذب فوتونها در دسترس هستند و دما و فشار تعیین می‌کنند کدام اشکال طیفی، شکل می‌گیرند. مثلاً، اشکال طیفی مولکولی می‌توانند تنها از یک گاز سرد سرچشمه بگیرند، زیرا ملکولها به سهولت توسط برخورد با ذرات دیگر تجزیه می‌شوند؛ اتمهای خنثی و خطوط طیفی آنها در دماهای میانه فراگیرند؛ در دماهای بالا تمام اجزاء یونیده هستند، بنابراین، تنها اشکال طیفی حاصل از یونها دیده می‌شوند.

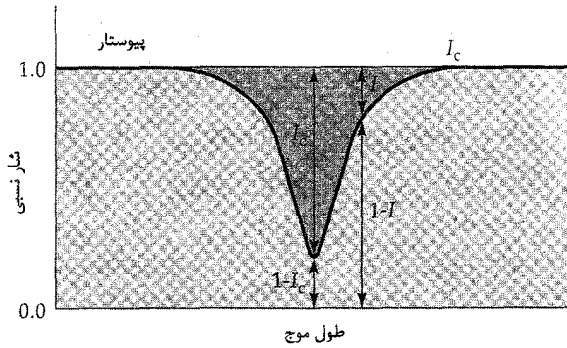
قبل از اینکه کار جدیدی را شروع کنیم، مفاهیم اختر فیزیکی مربوط به خطوط طیفی را با جزئیات مرور خواهیم کرد. اجازه دهید یک خط جذبی را به عنوان یک مثال مورد استفاده قرار دهیم [شکل (۱۳-۱)]. قسمت مرکزی خط هسته نامیده می‌شود، که تا پیوستار ادامه دارد و در آن با شدت  $I_{cor}$  که معمولاً در واحدهای نسبی برابر ۱ قرار داده می‌شود، مخلوط می‌شود. قسمت‌های گسترده شده خط بالها نامیده می‌شوند. خط دارای شدت یا عمق اندازه‌گیری شده  $I(\lambda)$  برحسب تابعی از طول موج می‌باشد. عمق مرکزی  $I_c$  است. ستاره‌شناسان از پهنای هم ارز  $EW(\lambda)$  برای تعریف عمق و هم چنین شدت خط به طریق سازگاری [شکل (۱۳-۲)] استفاده می‌کنند:

$$EW(\lambda) = \int_{\text{خط}} \frac{I_{con} - I(\lambda)}{I_{con}} d\lambda$$

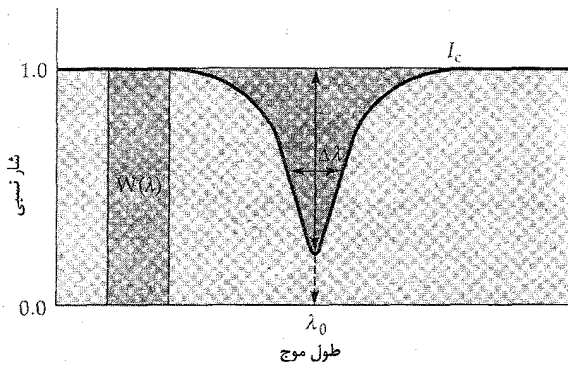
که در واقع انتگرال‌گیری روی قسمت کوچکی از طول موج که توسط بالهای خط پوشیده شده است، انجام می‌شود. بنابراین، پهنای هم ارز دارای مقدار کوچکی است که معمولاً توسط ستاره‌شناسان برحسب میلی‌انگستروم (mA) داده می‌شود. ترازوی که  $EW(\lambda)$  نسبت به آن می‌تواند اندازه‌گیری شود به پاشندگی طیف نگار وابسته است؛ در پاشندگی  $40 \text{ A/mm}$ ، می‌توانیم به طور نمونه  $EW(\lambda) \approx 0.1 \text{ mA}$  را اندازه بگیریم. توجه کنید که وقتی راجع به "شدت خطوط" می‌نویسیم، در واقع با پهنای هم ارز سر و کار داریم.

حال شکل‌گیری خط طیفی را به صورت کمی‌تر بیان می‌کنیم. یک متر مکعب از گاز را در نظر بگیرید که در آن تعداد ذرات هر نوع توسط ترکیب  $\mu$  مشخص شده باشد. اکنون ذرات یک عنصر معین (مانند هیدروژن) را در نظر بگیرید. وقتی ذرات (اتمهای خنثی و یونها) از یک تراز انرژی اتمی به تراز دیگری برانگیخته شوند فوتونهای پیوستار در طول موجهای گسسته جذب می‌شوند - اساساً پهنای هم ارز هر شکل جذبی با تعداد ذرات جمع شده در یک تراز انرژی





شکل ۱۳-۱. نمایه خطوط طیفی. پارامترهایی که خط جذبی را مشخص می‌کنند: تراز پیوستار،  $I_c = 1$ ؛ عمق در هر طول موجی  $I(\lambda)$  می‌باشد.



شکل ۱۳-۲. پهنای هم ارز یک خط طیفی، که  $\Delta\lambda$  پهنای خط و  $W(\lambda)$  پهنای هم ارز می‌باشد.

معین متناسب است. تعداد نسبی اتمها در ترازهای انرژی  $B$  و  $A$  ( $N_B$ ) و  $A$  ( $N_A$ ) که  $B > A$ ، توسط معادله تعادل برانگیختگی بولتزمن تعیین می‌شود [بخش (۸-۴)]:

$$N_B/N_A \propto \exp[(E_A - E_B)/\kappa T] \quad (۸-۱۳)$$

که در آن  $E$  انرژی تراز و  $T$  دمای گاز است. در یک دمای معلوم، ذرات در ترازهای بالاتر کمتر از ترازهای پایین‌تر تجمع پیدا می‌کنند، اما تعداد نسبی یونها در یک مرحله یونیدگی معلوم  $i$  برابر است با تعداد الکترونها از دست داده شده توسط یک اتم) توسط دما و چگالی عددی

الکترون با معادله تعادل یونیدگی ساها داده می شود [بخش (۸-۴)]:

$$N_{i+1}/N_i \propto [(kT)^{3/2}/N_e] \exp(-\chi_i/kT) \quad (9-13)$$

که در آن  $\chi_i$  پتانسیل یونیدگی از مرحله  $i$  به مرحله  $i+1$  است.

بهتر است معادلات (۸-۱۳) و (۹-۱۳) را به شکل لگاریتمی بنویسیم؛ یعنی، از دو طرف هر معادله در پایه ۱۰ لگاریتم بگیریم. توجه کنید که  $\log_{10} e = 0.4343$  و دما برحسب کلونین و تمام انرژیها برحسب الکترون ولت بیان می شوند، در نتیجه از معادله (۸-۱۳) داریم،

$$\log(N_B/N_A) = (-5.40/T)[E_A - E_B] + \text{ثابت} \quad (10-13)$$

و از معادله (۹-۱۳) نتیجه می شود،

$$\log(N_{i+1}/N_i) = (3/2)T - (5.40/T)\chi_i - \log N_e + (\text{ثابت})' \quad (11-13)$$

به این طریق، وابستگی به هر پارامتر به طور روشنی معلوم است. چون الکترونها نیز یک گاز کامل را تشکیل می دهند، ممکن است معادله (۱۱-۱۳) را برحسب فشار الکترون  $P_e$  (که  $P_e \propto N_e T$  به صورت زیر بنویسیم

$$\log(N_{i+1}/N_i) = (5/2) \log T - (5.40/T)\chi_i - \log P_e + (\text{ثابت})'' \quad (12-13)$$

برای استنتاج جمعیت هر تراز انرژی و شدتهای خط طیفی باید معادلات بولتزمن و ساها را تلفیق کرد. شکل (۸-۱۳) نشان می دهد که رفتار ترکیب برحسب دما به صورت زیر است. در دماهای کم، تمام اتمها خنثی و در حالات پایه شان می باشند. همان طور که دما افزایش می یابد، تجمع در ترازهای انرژی بالاتر اتمهای خنثی بیشتر می شود تا  $T \approx \chi/k$  گردد، و این هنگامی است که یونیدگی منفرد تعداد قابل ملاحظه ای از یونها را تولید کند (تعداد خنثی ها نابود می شوند). در مراحل یونیدگی بالا، دما آن قدر زیاد است که فقط تنها هسته های سخت و الکترونها آزاد باقی می مانند - اتمها کاملاً یونیده هستند - و هیچ خط طیفی جذبی بیشتری نمی تواند وجود داشته باشد. باید به خاطر آورید که این رشته شدیداً به ساختار تراز انرژی هر اتم وابسته است، بنابراین اشکال طیفی تولید شده در هر دما به طور منحصر به فردی این گونه ها را مشخص می کنند.

بررسی تحلیلی زیر، رفتار خط طیفی قابل انتظار از جو ستاره ای معین را بیان می کند. با بیان

شدت یک شکل طیفی توسط پهناى هم ارز آن  $EW$ ، وابستگی تابعی زیر را خواهیم داشت

$$EW = EW(n, T)$$

زیرا، آهنگ جذب با چگالی عددی  $n$  اتمها و شدت پیوستار که به دمای  $T$  مربوط است، تعیین می شود. مع ذلک، معادله حالت گاز [معادله (۱۳-۱)] و ترکیب گاز [معادله (۱۳-۲)] دلالت بر این دارد که

$$n = n(P, T, \mu)$$

تعادل هیدرواستاتیکی [معادلات (۱۳-۳) و (۱۳-۴)] فشار را تعیین می کند:

$$P = P(M, R, \kappa)$$

کدری  $\kappa$  به وضوح تابعی از چگالی عددی، ترکیب گاز و حالت یونیدگی - برانگیختگی که توسط  $T$  تعیین می شود، می باشد:

$$\kappa = \kappa(n, T, \mu)$$

در حالی که تابندگی ستاره  $L$  به دما و شعاعش توسط رابطه زیر مربوط است

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \quad (13-13)$$

اگر وابستگی های این پنج معادله را ترکیب کنیم، در این صورت به طور کلی داریم

$$EW = EW(L, T, M, \mu) \quad (14-13)$$

برای ستارگانی با ترکیب معین، معادله (۱۳-۱۴) به شکل زیر در می آید

$$EW = EW(L, T, M) \quad (15-13)$$

و اگر، مثلاً تنها ستارگانی با رابطه منحصر به فرد جرم - تابندگی را در نظر بگیریم، داریم:

$$EW = EW(L, T) \quad (16-13)$$

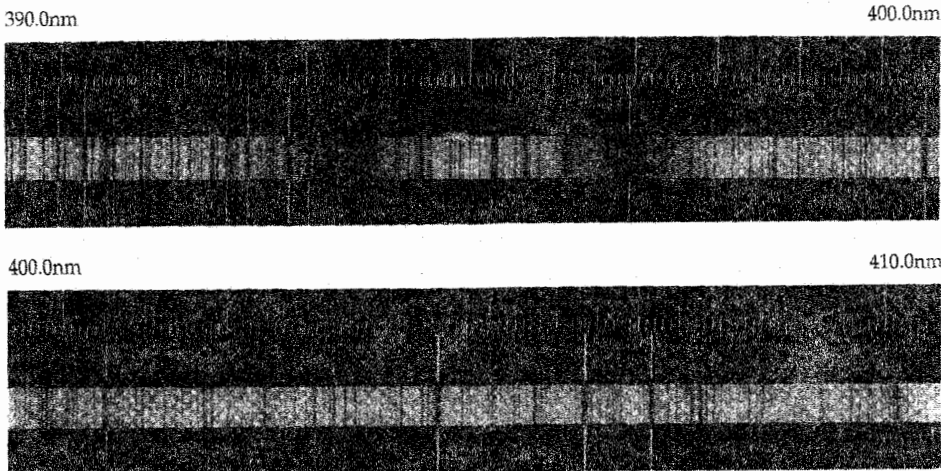
معادله (۱۳-۱۶) توجیه نظری جهت جستجوی رشته های دما و نمونه های دو بعدی هرتسپرونگ - راسل در باقیمانده این فصل است: معادله (۱۳-۱۴) آن حالاتی را در بر می گیرد که در آنها تابندگی ستاره ای به جرم بستگی ندارد و اختلافهای ترکیبی در آنها مهم هستند. به هر حال، توجه داریم که نمودارهای هرتسپرونگ - راسل ابتدا به طور مشاهده ای و سپس درک نظری حاصل شدند.

## ۱۳-۲ رده بندی طیف های ستاره ای

(الف) مشاهدات

یک طیف ستاره ای تنها هنگامی تولید می شود که نور ستاره توسط یک تلسکوپ بر روی یک

طیف سنج یا طیف نگار کانونی شده باشد که نور در طول موج پخش شده (گسترده) و به صورت عکاسی یا الکترونیکی ثبت می‌شود. اگر ستاره روشن باشد، ممکن است طیفی با پخش بالا به دست آوریم، یعنی چند میلیون آنگستروم در هر میلیمتر بر روی طیف نگار، زیرا به اندازه کافی تابش برای گسترده شدن به صورت پهن و نازک وجود دارد [طیف خورشیدی در (شکل ۱۳-۳)] مثال خوبی است. در پخش بالا، جزئیات گرانبهایی در طیف ظاهر می‌شود، اما این روش کند (فقط یک طیف ستاره‌ای در یک زمان) و محدود به ستارگان نسبتاً روشن است. پخش، کلیدی برای گشودن اطلاعات بر حسب نور ستاره است.



شکل ۱۳-۳. یک طیف خورشیدی. این طیف با پخش زیاد ( $0.5 \text{ A/mm}$ ) جزئیات ارزشمندی را فقط در بازه  $200 \text{ nm}$  ( $200 \text{ A}$ ) نشان می‌دهد. خطوط روشن در بالا و پایین طیف خطوط جذب برای درجه‌بندی طول موج به کار می‌روند. (رصدخانه مونت ویلسون<sup>۱</sup>، انستیتیوی فن‌آوری کارنگی<sup>۲</sup>).

### (ب) رشته خط طیفی

در اولین نگاه به نظر می‌رسد که طیفهای ستارگان مختلف رابطه‌ای با یکدیگر ندارند. گرچه در ۱۸۶۳ م. آنجلوسچی<sup>۳</sup> دریافت که او می‌تواند به صورت ابتدایی طیفها را منظم و نمونه‌های طیفی مختلف را تعریف کند. در سالهای بعد نمایش‌های مرتب دیگری ظاهر شدند، اما این سیستم در رصدخانه هاروارد توسط آنی جی. کانن<sup>۴</sup> و همکارانش توسعه پیدا کرد به طوری که

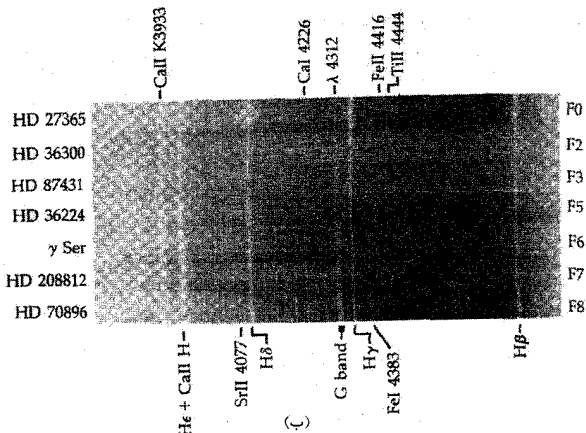
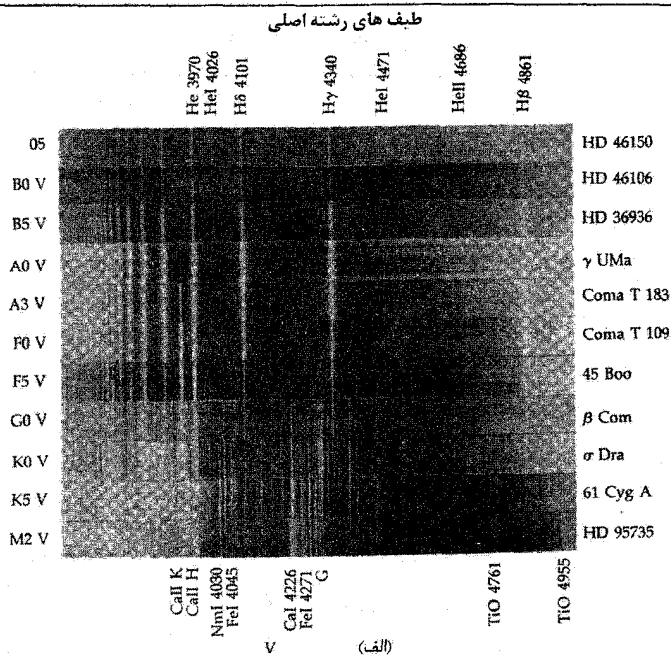
1- Mount Wilson  
3- Angelo Secchi

2- Carnegie  
4- Annie J.Cannon

در ۱۹۱۰ م. به طور بین‌المللی پذیرفته شد. این رشته، سیستم رده‌بندی طیفی هاروارد، امروزه هنوز مورد استفاده می‌باشد. حدود ۴۰۰ هزار ستاره توسط کانون رده‌بندی شدند و در مجلدات مختلف فهرست هنری دراپر<sup>۱</sup> در سالهای ۱۹۲۴-۱۹۱۰ م. و ملحقات آن در ۱۹۴۹ م. به چاپ رسیدند. اکنون این فهرست توسط ستاره‌شناسان در دانشگاه میشیگان تحت سرپرستی نانسی هوک<sup>۲</sup> برای رده‌بندی‌های جدید دوباره بازنگری می‌شود.

ابتدا، نمایش هاروارد بر قدرت خطوط جذبی بالمر هیدروژن در طیفهای ستاره‌ای بنا نهاده شد و ترتیب طیفی به صورت الفبایی (A تا P) بود. ستارگان A قوی‌ترین و ستارگان P ضعیف‌ترین خطوط بالمر را داشتند. سرانجام، تعدادی از حروف حذف شدند و این ترتیب مجدداً برای ارتباط به رشته‌ای از کاهش دما، منظم شد (اثرات معادلات بولتزمن و ساها را به خاطر بیاورید): OBAFGKM. گاهی اوقات ستارگان نزدیکتر به شروع رشته طیفی (نزدیکتر به O) ستارگان نوع اولی و انتهایی که به انتهای M نزدیک‌ترند به عنوان نوع آخری نامیده می‌شوند. هر نمونه طیفی به ده قسمت از صفر (اولی) تا ۹ (آخری) تقسیم می‌شوند؛ مثلاً G ۹ K ... F ۸ و F ۹ G ۰ G ۱ G ۲ در این نمایش، نمونه طیفی خورشید G ۲ است. در سال ۱۹۲۲ م. اتحادیه بین‌المللی نجوم (IAU) سیستم هاروارد (با مقداری اصلاحات) را به عنوان یک سیستم بین‌المللی انتخاب کرد.

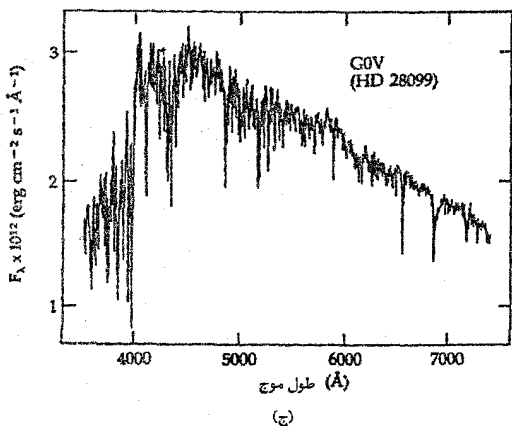
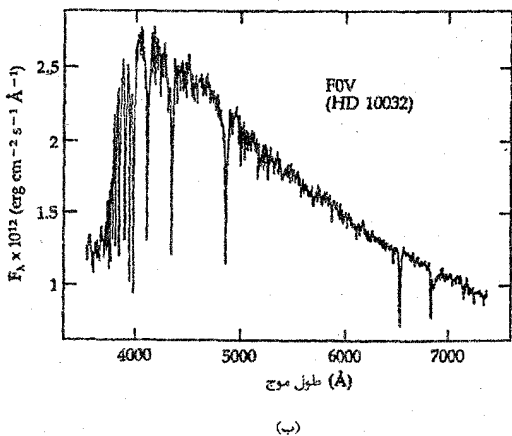
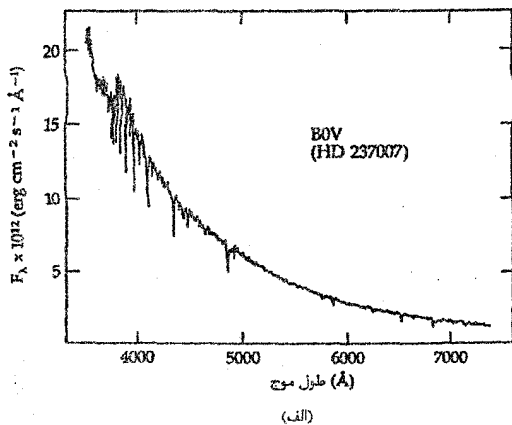
روشهای زیادی وجود دارد که بتوان ترتیب رشته طیفی را به خاطر سپرد. ما اصرار داریم که شما از شیوه موردنظران استفاده کنید. یک نمونه سنتی به صورت «Oh, Be a Fine Guy, Kiss, Me» است. دانشجویان به نمونه‌های دیگری نظیر عبارات ریاست مآبانه «Only Bold Astronomers Forge Great Knowledgeable Minds» و «Optical Binary Affairs Fundamentally Generate Keplerian Marriages» دست یافته‌اند. [شکل (۱۳-۴ الف)] به ترتیب نمونه‌ای از طیفهای ستاره‌ای مرتب شده را نشان می‌دهد؛ توجه کنید که چگونه اشکال طیفی برجسته به طور مشخصی در نمونه‌های طیفی، قوی و ضعیف می‌شوند. شکل (۱۳-۴ ب) زیر تقسیمات را برای نمونه طیفی F نشان می‌دهد. [جدول (۱۳-۱)] آن خصوصیات طیفی را که هر نمونه طیفی توسط آنها تعریف میشوند، خلاصه می‌کند. برای دیدن چنین جزئیات به طور واضحتر، طیفهای (شکل (۱۳-۵)) را مورد بررسی قرار دهید. عموماً، این دسته‌بندی برای زیر تقسیمات بر پایه سه ملاک می‌باشد: (۱) غیبت خطوط، (۲) شدت (پهنای هم ارز) خطوط، و (۳) نسبت شدت خطوط (نظیر خطوط K از CaII که با رشته بالمر مقایسه می‌شود).



شکل ۱۳-۴. طیف های ستاره ای. این عکسهای منفی (خطوط جذبی سفید ظاهر می شوند؛ پیوستار تاریک) جزییات ریز را بهتر از عکسهای مثبت نشان می دهند. قوی ترین خطوط مشخص شده اند، طول موجها بر حسب Å داده شده اند. (الف) رشته طیفی هاروارد. ستارگان رشته اصلی طیفهای نمونه هر نوع طیفی را نشان می دهند. نام ستارگان در طرف راست قرار دارد (رصدخانه نجومی نوری ملی). (ب) زیر تقسیمات برای ستارگان F. نام ستارگان در طرف چپ قرار دارد. (از اطلس طیف های شیئی منشوری توسط ان. هوک، ان جی ایرون<sup>۲</sup>، و دی روزنبوش<sup>۳</sup>)

جدول ۱۳-۱. رشته طیفی هاروارد

نمونه طیفی	خصوصیات اصلی	معیار طیفی
O	داغ ترین ستارگان آبی گون - سفید نسبتاً چند خط هلیوم II فراگیر است	خطوط هلیوم II قوی در جذبی، گاهی اوقات نشری؛ خطوط هلیوم I ضعیف، اما افزایش شدت از O۵ تا O۹؛ خطوط بالمر H مهم اما نسبت به نمونه های آخری ضعیف؛ خطوط SiIV, OIII, NIII و CIII
B	ستارگان داغ آبی گون - سفید خطوط بیشتر؛ HeI فراگیر است	خطوط HeI با شدت بیشینه در B۲ فراگیر است؛ خطوط HeII عملاً وجود ندارد؛ شدت خطوط هیدروژن از B۰ تا B۹ زیاد می شود؛ خطوط MgII و SiII
A	ستارگان سفید؛ خطوط فلزی یونیده؛ خطوط بالمر هیدروژن فراگیر است	خطوط هیدروژن در A۰ به حداکثر شدت می رسد؛ خطوط فلزی یونیده (MgII و SiII و FeII) با شدت بیشینه نزدیک A۵؛ خطوط CaII قوی می شوند؛ خطوط فلزی خنثی به طور ضعیفی مشاهده می شوند.
F	ستارگان سفید؛ کاهش خطوط هیدروژن؛ افزایش خطوط فلزی خنثی	خطوط هیدروژن به سرعت ضعیف می شوند، در صورتی که خطوط H و K مربوط به CaII قوی می شوند؛ خطوط خنثی فلزی (FeI و CaI) خطوط یونیده فلزی را در R آخر جمع می کند.
G	ستارگان زرد گون؛ خطوط فلزی زیاد؛ خطوط CaII برجسته	خطوط هیدروژن خیلی ضعیف؛ خطوط H و K از CaII در نزدیکی G۲ به بیشینه شدت می رسند؛ خطوط (FeI, MnI, CaI) فلزی خنثی شدت می یابند. مادامی که خطوط فلزی یونیده محو می شوند؛ نوار G مولکول CH قوی می شود.
K	ستارگان قرمز گون؛ نوارهای مولکولی ظاهر می شود؛ خطوط فلزی خنثی غلبه می کند	تقریباً خطوط هیدروژن وجود ندارند؛ خطوط Ca قوی هستند؛ خطوط فلزی خنثی بسیار برجسته اند؛ نوارهای مولکولی TiO توسط K آخر شروع به ظاهر شدن می کنند.
M	سردترین ستارگان قرمز گون؛ خطوط فلزی خنثی قوی هستند؛ نوارهای مولکولی غلبه می کنند.	خطوط فلزی خنثی بسیار قوی هستند؛ نوارهای مولکولی برجسته هستند، با غلبه نوارهای TiO توسط M۵؛ نوارهای اکسید وانادیوم ظاهر می شوند.



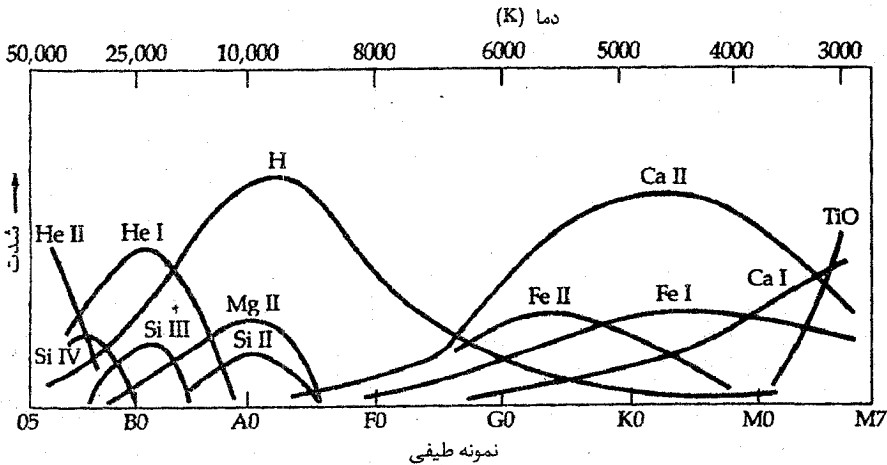
شکل ۱۳-۵. مشاهدات نورسنجی طیفی سه ستاره با رده‌های طیفی نشان داده شده در شکل (۱۳-۴). به واحدهای شار درجه‌بندی شده توجه کنید. قدرت تفکیک طیفی  $4/5 \text{ \AA}$  است. قسوی‌ترین خطوط جذبی مربوط به رشته بالمر هیدروژن است. عدد هنری دراپر ستاره داده شده است. (الف) ستاره B۰. (ب) ستاره F. (ج) ستاره G۰. (از اطلس نمایش طیفهای ستاره‌ای توسط بی. مارگون<sup>۱</sup>).



## (ج) رشته دما

رشته طیفی یک رشته دماست، اما بایستی این بیان را با دقت مورد بررسی قرار دهیم. انواع مختلفی از دما و روشهای چندی برای تعیین آنها وجود دارد. در شکل (۱۳-۶)، شدت اشکال طیفی گوناگون در مقابل دمای برانگیختگی - یونیدگی (یا ساها - بولتزمن) رسم شده‌اند؛ رشته طیفی به این دما مربوط است.

به طور نظری، دما بایستی به نمونه طیفی و همچنین به رنگ ستاره مربوط باشد. از طیفهای ستارگان نمونه میانه (A تا K)، در می‌یابیم که (پیوستار) دمای رنگ نیز چنین است، اما در دو انتهای رشته مشکلاتی رخ می‌دهد. برای ستارگان O و B، پیوستار فرابنفش دور دارای قله است که آن توسط مشاهدات مستقر در زمین قابل آشکارسازی نیست. از مشاهدات قمر مصنوعی در فرابنفش دور، شروع به درک طیفهای ستارگان O و B می‌نماییم. برای ستارگان سرد M، نه تنها منحنی پلانک در فروسرخ قله دارد بلکه بسیاری از نوارهای مولکولی نیز طیفهای این ستارگان کم نور را می‌پوشانند.



شکل ۱۳-۶. دما و خطوط جذبی. شدت (پهنای هم ارز) خطوط جذبی برای نمونه‌های یونی مختلف به صورت تابعی از دمای ستاره، نشان داده شده‌اند. این تغییرات تعادل یونیدگی - برانگیختگی را همان طور که توسط معادله بولتزمن - ساها توصیف شدند، به بار می‌آورند.

در عمل، برای تعیین دمای موثر ستاره [بخش (۱۱-۴ ب)] شاخص رنگ یک ستاره را در  $CI = B - V$  اندازه می‌گیریم. اگر پیوستار ستاره‌ای پلانکی باشد و هیچ خط طیفی را شامل نشود، این روش به وضوح یک دمای واحد به دست می‌دهد، اما عدم قطعیت‌های مشاهده‌ای و

آثار فیزیکی منجر به مسائل زیر می گردند: (الف) برای ستارگان بسیار داغ O و B، CI به آرامی با  $T_{eff}$  تغییر می کند و عدم قطعیت های کوچک در مقدار آن منجر به عدم قطعیت های بسیار بزرگ در  $T$  می شود؛ (ب) برای ستارگان M بسیار سرد، CI بزرگ و مثبت است، اما این ستارگان ضعیف به طور مناسبی مشاهده نشده اند و بنابراین، CI برای آنها بخوبی تعیین نشده است؛ (ج) نقائص ابزاری، خطاهای درجه بندی، یا پوشش ناشناخته در نوارهای B یا V بر مقدار CI اثر می گذارد - و بنابراین، بر  $T$  به دست آمده اثر می گذارد.

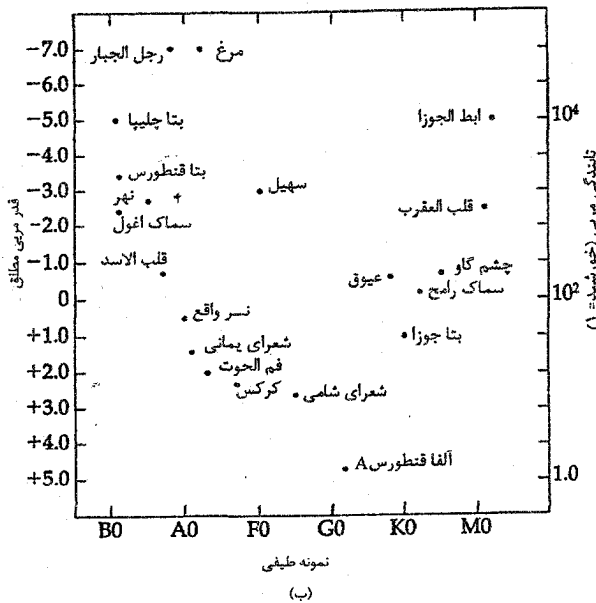
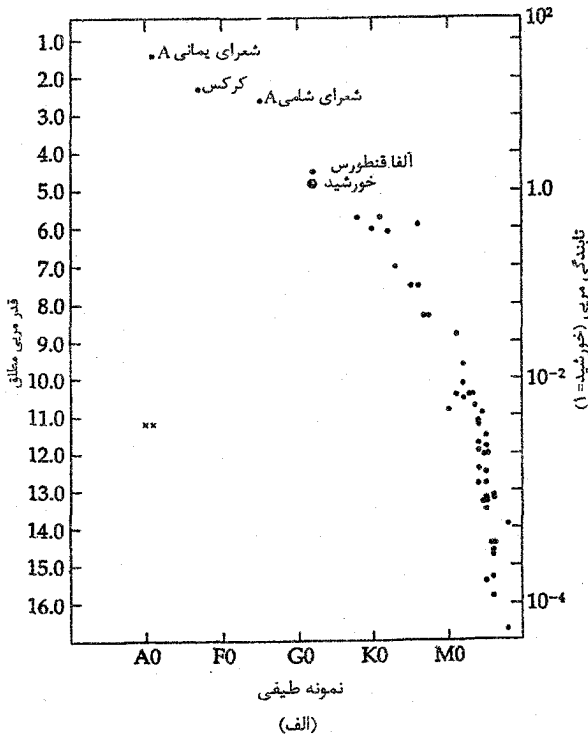
### ۱۳-۳ نمودارهای هر تسپرونگ - راسل

شکل (۱۳-۷) را مورد بررسی قرار می دهیم. اجنار هر تسپرونگ<sup>۱</sup> در سال ۱۹۱۱ م. چنین نمودار دو بعدی (قدر مطلق برحسب نمونه طیفی) را برای نخستین بار برای ستارگان مشاهده شده رسم نمود، و در سال ۱۹۱۳ م. (مستقلاً) توسط هنری نوریس راسل<sup>۲</sup> دنبال شد؛ امروزه، این نمودار، نمودار هر تسپرونگ - راسل (H-R) نامیده می شود. همان طور که به زودی روشن خواهد شد، این نمودار ساده یکی از تجزیه و تحلیل های مشاهده ای عمده در اختر فیزیک را نمایش می دهد.

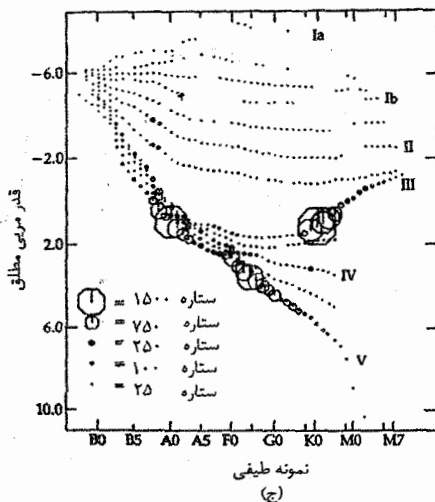
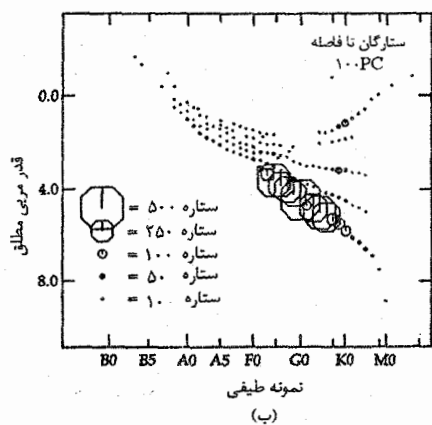
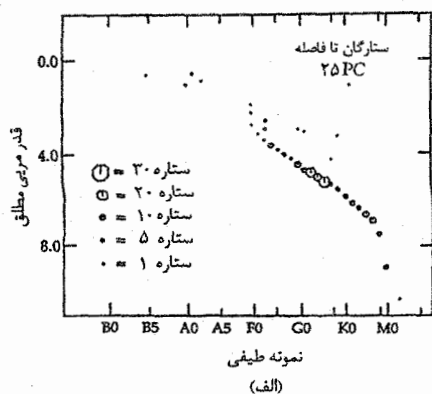
#### (الف) قدر در مقابل نمونه طیفی

اولین نمودارهای H-R به بررسی ستارگان در همسایگی خورشید پرداختند و قدر مطلق  $M$  در مقابل نمونه طیفی، که هم ارز با تابندگی در مقابل نمونه طیفی یا تابندگی در مقابل دما است، رسم شده اند. شکل (۱۳-۷ الف) یک نمونه از نمودارها را برای ستارگانی که فواصلشان حدود ۵ پارسک از خورشید است و به خوبی تعیین شده اند، نشان می دهد. به رشته اصلی کاملاً تعریف شده با افزایش تعداد ستارگان به طرف انتهای نمونه های طیفی و عدم حضور رده های طیفی جلوتر از A۱ توجه کنید.

در مقابل، نمودار H-R برای روشن ترین ستارگان شامل تعداد قابل ملاحظه ای از غولها و ابرغولها و همچنین بعضی از ستارگان رشته اصلی نوع اول می باشد [شکل (۱۳-۷ ب)]. در این جا به انتخابی که تاکید بر ستارگان بسیار روشن در فواصل دور از خورشید دارد، دست زده ایم. توجه کنید که نمودار H-R نزدیک ترین ستارگان، بهترین نمونه از ستارگان سرتاسر کهکشان راه شیری می باشد: معمولی ترین ستارگان، ستارگان با نمونه طیفی  $M$  و تابندگی کم هستند.



شکل ۱۳-۷. نمودارهای همسترپیرونک - راسل. (الف) برای ستارگان در فاصله ۵pc از خورشید. توجه داشته باشید که اکثر ستارگان سرد و با تابندگی کم می باشند. (ب) برای روشنترین ستارگان در آسمان. اینها تمایل دارند ستارگان بسیار تابانی باشند.



سرانجام، شکل (۱۳-۸) نمودارهای H-R (مانند تعداد واقعی هر نمونه طیفی) را برای نمونه‌های انتخاب شده‌ای از ستارگان فهرست طیفی میشیگان<sup>۱</sup> نشان می‌دهد. توجه کنید که در حال حاضر ستارگان با تابندگی کم ظاهر می‌شوند: عموماً اینها نمی‌توانند تعداد نسبی صحیحی ارائه دهند.

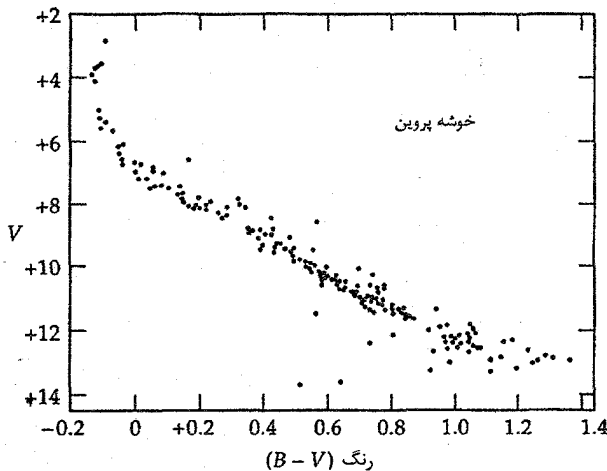
### (ب) قدر در مقابل رنگ

از آن جا که رنگهای ستاره‌ای و نمونه‌های طیفی تا حدودی بهم مربوطاند، می‌توانیم نمودار قدر مطلق در مقابل رنگ را بنا کنیم - که نمودار H-R قدر - رنگ نامیده می‌شود. سهولت نسبی که با آن شاخص‌های رنگ (نظیر B-V) برای تعداد زیادی از ستارگان تعیین می‌شود، باعث شده است که نمودارهای قدر - رنگ متداول گردد. نمودارهای حاصل بسیار شبیه به نمودارهای H-R قدر - نمونه طیفی بررسی شده در بالا می‌باشد. حال ببینیم چه اطلاعاتی از آنها می‌توانیم به دست آوریم.

شکل ۱۳-۸. نمودار هر تسپرونگ - راسل از فهرست طیفی میشیگان. اندازه هر علامت تعداد ستارگان آن رده طیفی را نمایش می‌دهد. (الف) ستارگان در داخل فاصله ۲۵ pc (ب) ستارگان در داخل فاصله ۱۰۰ pc (ج) ستارگان در داخل فاصله ۳۶۰۰ pc (ان. هوک)<sup>۲</sup>

### (ج) فراوانی‌های فلزی و جمعیت‌های ستاره‌ای

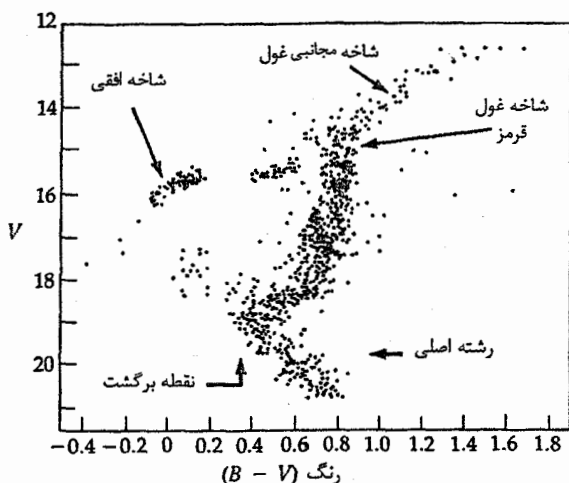
دو جمعیت حدی ستاره‌ای وجود دارند: جمعیت I، جوان با فراوانی غنی فلزی و جمعیت II، با فراوانی ضعیف فلزی. چگونه این تقسیم‌بندی تعیین شده است؟ یک خوشه ستاره‌ای را در نظر بگیرید که یا به وسیله ظاهر خودش یا توسط حرکت معمولی ستارگان عضو آن در فضا مشخص شده است که در یک زمان به صورت گروهی از ستارگان تحت گرانش خودی تشکیل شده‌اند. به علاوه، فاصله تا هر عضو خوشه حدوداً یکسان است، بنابراین نموداری از قدر ظاهری در مقابل رنگ، یک نمودار H-R می‌باشد. شکل (۹-۱۳) چنین نمودار رنگ - قدر را برای خوشه پروین که یک خوشه جوان باز (یا کهکشانی) در صورت فلکی گاونر است، نشان می‌دهد. توجه کنید به (الف) رشته اصلی کاملاً تعریف شده، (ب) عدم حضور غولها (تابندگی رده‌های II تا III)، (ج) خمیدگی به سمت بالای انتهای آغازین رشته اصلی.



شکل ۹-۱۳. نمودار رنگ - قدر برای خوشه پروین. (ا.ج. ال. جانسون<sup>۱</sup> و آر. آی. میچل<sup>۲</sup>)

کهکشان ما شامل خوشه‌های کروی بسیاری است که فوق‌العاده فشرده (قطرهای حدود ۳۰ pc) و دارای تقارن کروی از ستارگان (تا ۵۰۰ هزار ستاره در بعضی از آنها) مسن (۱۲ تا ۱۵ بیلیون سال) می‌باشد. این خوشه‌ها در فواصل زیاد از صفحه مرکزی کهکشان ما یافت می‌شوند. شکل (۱۰-۱۳) نمودار رنگ - قدر خوشه کروی  $M^3$  می‌باشد (سومین شئی سیاه شده در

فهرست سال ۱۷۸۱ م. چارلز مزیر<sup>۱</sup>). طیفهای ستاره‌های این خوشه‌ها فراوانی فلزی بسیار کمی را نشان می‌دهند ( $Z \leq 0.001$ ) و بنابراین، این ستارگان به جمعیت II متعلق می‌باشند. رشته اصلی را که از  $B-V = 0.8$  تا نقطه برگشت در  $B-V \approx 0.4$  با تجمع بسیار در شاخه غول، و با شاخه تابندگی زیاد که به طرف چپ ادامه دارد، مورد توجه قرار دهید.



شکل ۱۳-۱۰. نمودار رنگ - قدر برای یک خوشه کروی. به تعداد زیاد گولهای قرمز توجه کنید. (ای. آر. ساندریج<sup>۲</sup> و اچ. ال. جانسون)

بنابراین، دو جمعیت ستاره‌ای کاملاً تعریف شده که توسط این دو خوشه مثال زده شد، داریم. ستارگان جمعیت I (خوشه‌های باز) دارای فراوانی فلزی بیشتر از ستارگان جمعیت II (خوشه‌های کروی) می‌باشند. همان طور که در فصل ۱۶ بحث خواهد شد، نمودار رنگ - قدر را می‌توان برحسب تحول ستاره‌ای در همسایگی خورشید درک کرد: رشته اصلی، ستارگان جوان (جمعیت I) را نشان می‌دهد؛ گولها، ستارگان مسن تر و تحول یافته‌ترند (جمعیت‌های I و II)؛ و کوتوله‌های سفید، ستارگانی در نقطه انتهایی تحول ستاره‌ای می‌باشند. توجه کنید که جمعیت II به ستارگان مسن مربوط است.

## (د) رده‌بندیهای تابندگی

تا به حال، در مورد رشته‌های دمای یک بعدی بحث کرده‌ایم. همان طور که در بخش (۱۳-۱) نشان داده شد، این توصیف می‌تواند فقط ستارگانی را نمایش دهد که همه آنها جرم، شعاع، و ترکیبات شیمیایی یکسان داشته باشند. به هر حال، فصل ۱۱ نشان می‌دهد که ستارگان در دمای معین به وضوح در تابندگی‌شان متفاوتند و بنابراین یک نمایش دوبعدی  $(L, T)$  کاملاً مورد نیاز است [معادله ۱۳-۱۶]. پیش از نود درصد از ستارگان در همسایگی خورشید یک نوار منفرد - رشته اصلی - را بر روی چنین نموداری  $(L, T)$  تعریف می‌کنند، اما بسیاری از ستارگان بر روی رشته اصلی قرار ندارند. چه پارامترهای فیزیکی دیگری مکان یک ستاره را بر روی نمودار H-R تعیین می‌کند؟

در سال ۱۸۹۷ م. آنتونیا موری<sup>۱</sup> در هاروارد طیفهای متفاوت و متمایزی را برای ستارگانی با دمای رنگ معلوم تشخیص داد؛ اشکال طیفی به خصوصی متوالیاً تیزتر (یعنی، باریک‌تر) از ستارگان رشته اصلی بودند. در سالهای ۱۹۰۵-۱۹۰۷ م. هر تسپر و ننگ تایید کرد که ستارگان خط باریک روشن‌تر از ستارگان رشته اصلی مربوطه هستند. بین سالهای ۱۹۱۴ و ۱۹۳۵ م. رده‌بندی تابندگی مونت ویلسون<sup>۲</sup> ظاهر شد. این نمایش ابداع شده توسط دبلیو. اس. آدامز<sup>۳</sup> و ای. کهلشتر<sup>۴</sup> طیفهای ستاره‌ای را (با دمای یکسان یونیدگی یا تحریکی!) بر طبق شدت یا ضعف اشکال طیفی معین، مرتب می‌کنند. بعد از ۱۹۳۷ م. دبل یو. دبل یو. مورگان<sup>۵</sup> و پی. سی. کینان<sup>۶</sup> در رصدخانه یرکز<sup>۷</sup>، نمایش رده‌بندی تابندگی M-K به کار رفته فعلی را معرفی کردند که این رده‌بندی ۶ رده تابندگی ستاره‌ای و زیر رده‌های آنها را مستقیماً بر حسب خصوصیات مشاهده‌ای تعریف می‌کند. حال نمایش M-K (گاهی اوقات سیستم یرکز نامیده می‌شود) را به طور مشروح توصیف می‌کنیم.

قبل از انجام این کار، قدری راجع به فلسفه سیستم M-K و محدودیتهای آن توضیح می‌دهیم. مورگان و کینان سعی کردند یک سیستم تجربی فقط مبتنی بر اشکال مشاهده‌ای در طیفهای ستاره‌ای بسازند. آنها رده‌بندی‌شان را برای یک گروه ستارگان همگن مورد استفاده قرار دادند و همچنین برای گروهی از استانداردها که طیفهای ستاره‌ای دیگر ممکن است به دقت

1- Antonia Maury

2- Mount Wilson

3- W. S. Adams

4- A. Kohlschutter

5- W. W. Morgan

6- P. C. Keenan

7- Yerkes

مقایسه شوند نیز به کار بردند. به نظر می‌رسد این استانداردها در گروه‌های طبیعی قرار می‌گیرند. عموماً، نمایش  $M-K$  برای ستارگان جمعیت I در همسایگی خورشید بهتر کار می‌کند. برای ستارگان انواع دیگر (و برای طول موجهای خارج از ناحیه مرئی طیف)، سیستم‌های رده‌بندی جدید بایستی توسعه یابد. این کار می‌تواند با استفاده از همان فرآیند تحت سیستم  $M-K$ ، انجام شود، اما، آنها می‌توانند برای ستارگان مختلف به عنوان استانداردها، رژیمهای طول موج مختلف و تفکیک‌های طیفی گوناگون، به کار روند.

شش رده تابندگی  $M-K$  با زیر تقسیمات کوچکتر که گاهی اوقات مشخص شده‌اند، در جدول‌های (۱۳-۲) و (۱۳-۳) نشان داده شده‌اند؛ هم‌چنین شکل (۱۳-۱۱ الف) را به بینید. اگر یک نمودار دو بعدی قدر مرئی مطلق  $M_p$  در مقابل نمونه طیفی را بسازیم، این رده‌ها به صورت قطعه خطوط ظاهر می‌شوند [شکل (۱۳-۱۱ ب)]. در این نمایش، خورشید یک ستاره  $G2 V$  است (یعنی، رشته اصلی زردگون)، و شعاع آن بسیار کوچکتر از غولها (II تا IV) با نمونه طیفی  $G2$  می‌باشد. به عنوان نمونه III B1 (بتا قنطورس)،  $A3 V$  (فم الحوت)،  $F0 Ib$  (عقرب)،  $IVa$  K1 (شلیاق ۳۷) و  $M5 V$  (ستاره بارنارد) را می‌توان ذکر کرد. توجه کنید که علایم زیر تقسیمات به ندرت به کار می‌روند.

جدول ۱۳-۲. رده‌های تابندگی مورگان - کینان

رده	زیر رده‌ها*	نام
I	Ia, Iab, Ib	ابرغول
II	IIa, IIab, IIb	غول روشن
III	IIIa, IIIab, IIIb	غول
IV	IVa, IVab, IVb	زیرغول
V	Va, Vab, Vb	کوتوله †
VI	VI	زیر کوتوله

\* در یک نمونه طیفی معین، تابندگی در طول رشته a، ab، و b کم می‌شود.

† اینها ستارگان رشته اصلی هستند.

شکل (۱۳-۱۱ ب) یک نمودار هرتسپرونگ - راسل قدر مطلق - نمونه طیفی می‌باشد. حال توجه خود را بر روی تعبیر فیزیکی رده‌های مختلف تابندگی متمرکز می‌کنیم. برای یک نمونه طیفی معین، اصطلاحات معادل اثر تابندگی، اثر گرانش سطحی یا اثر فشار، سبب



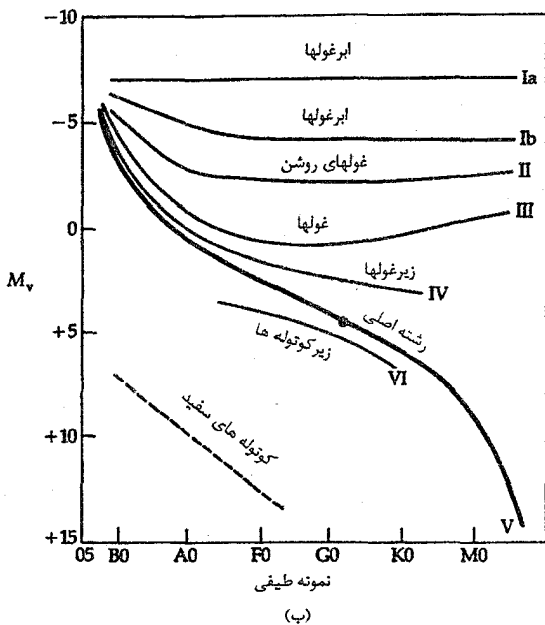
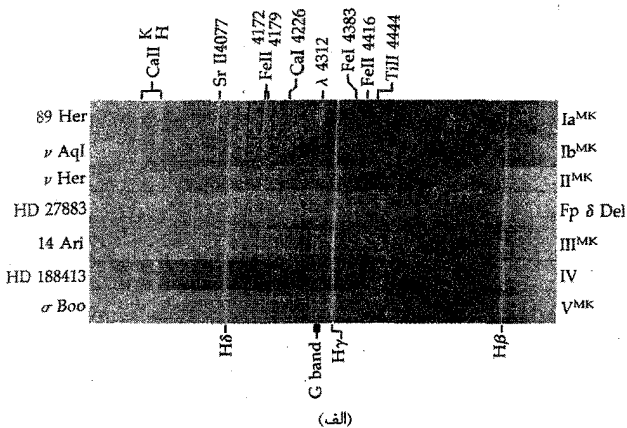
تفکیک رده‌های تابندگی می‌شود.

چون نمونه طیفی به دما مربوط است، معادله (۱۳-۱۳) بیان می‌کند که رده‌های I تا IV معرف ستارگان با شعاعهایی بزرگتر از ستارگان در رشته اصلی هستند. مثلاً، یک ابرغول G۲ حدود ۱۲/۵ قدر روشن‌تر از خورشید ماست. در این صورت این دلالت بر نسبت تابندگی  $10^5$ ، یا شعاع یک ابرغول حدود  $300 R_{\odot}$  دارد! چون اجرام ستاره‌ای از  $100 M_{\odot}$  بیشتر نمی‌شوند، این ابرغول بایستی به طور متوسط حدود  $10^6$  بار کم چگالتر از خورشید باشد.

جدول ۱۳-۳. معیارهای تابندگی مورگان - کینان

نمونه طیفی	معیارهای طیفی*
O	هیچ معیاری قبل از O۹ وجود ندارد؛ نزدیک O۹ نسبت پهنای هم ارز خطوط HeI، SiIV و OIII، CIII، HeII
B	نسبت خطوط HeI، HeII و SiIII - به ویژه نزدیک B۲؛ بعد از B۳، شدت‌های خط جذبی بالمر هیدروژن، به ویژه H $\delta$ و H $\gamma$
A	تا A۳، شدت‌های بالمر یکسان؛ بعد از A۲، نسبت خطوط FeII، MgII و TiII. برای نمونه A آخر، سه خط O۱ در فرورسرخ ( $\lambda = 777/1$ تا $777/5$ nm)
F	شدت‌های بالمر هیدروژن بعد از F۵ بی‌اثر است؛ نسبت‌های خطوط بالمر هیدروژن، CaI و FeI حوالی F۵؛ عموماً، نسبت شدت خط بالمر هیدروژن به خطوط SrII
K و G	شدت مولکولی نوار G از مولکول CH، افزایش H $\delta$ و H $\gamma$ ؛ شدت‌های نسبی خط SrII و خطوط FeI؛ نوار مولکولی آبی قوی CN و دیگر نوارهای جذبی آن؛ نسبت خط FeI، FeII، CaI، MnI
M	نسبت‌های خط FeI، FeII، H $\delta$ ، SrII و YII؛ همچنین FeII، NiI، TiI، KI و CaI، نوارهای CN فرورسرخ

\* رده‌های تابندگی از مطالعه این اشکال طیفی که به دما و از این رو به نمونه طیفی بستگی دارد، تشخیص داده می‌شوند.



شکل ۱۱-۱۳. رده‌های تابندگی ستاره‌ای. (الف) رده‌های تابندگی برای نمونه طیفی F۲ توسط اختلاف‌های شدت خط طیفی مشخص شده‌اند. مجدداً، اینها عکسهای منفی هستند؛ طول موجها برحسب آنگستروم می‌باشند. (از دومین اطلس منشور شیئی طیفی توسط ان. هوک و ام. وی. نیوبری)

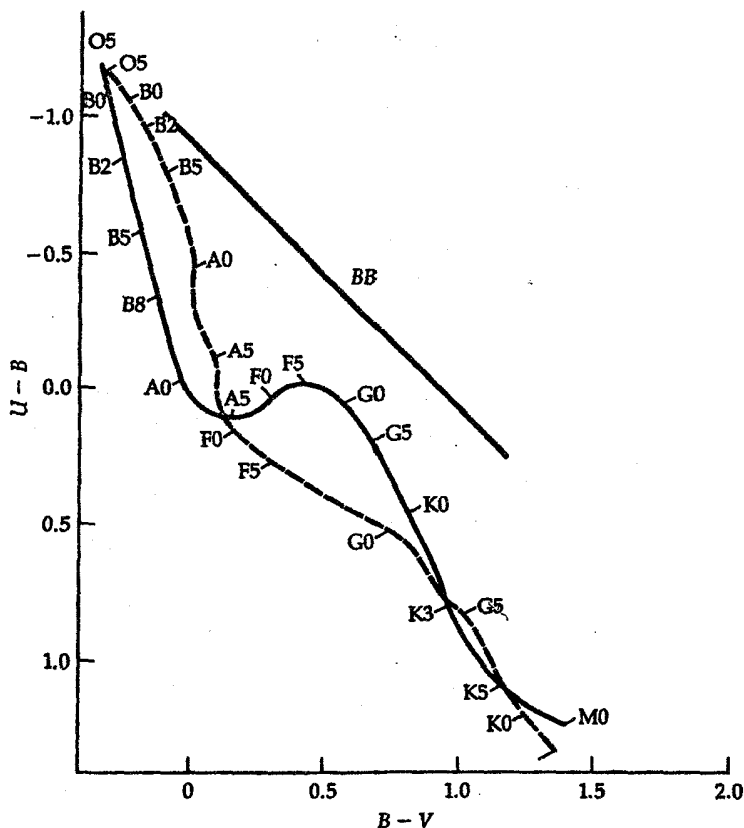
از معادله (۱۳-۳) می‌بینیم که گرانش سطحی ابرغول در حدود  $g_{\odot} \cdot 10^{-4}$  است، بنابراین [توسط معادله (۱۳-۵)] فشار گاز شیدسپهری و چگالی عددی الکترون نیز در حدود  $10^4$  بار کمتر از مقدار آن در شیدسپهر خورشیدی است. لذا، اشکال طیفی ابرغول بایستی با نمونه‌های خورشید متفاوت باشند - برطبق معادله ساها - حتی اگر هر دو ستاره اساساً دمای رنگ یکسانی نشان دهند. اثر فشار تا حدی از اثر دما کم اهمیت‌تر است زیرا فشار به طور خطی در معادله ظاهر می‌شود، در صورتی که دما به صورت نمائی ظاهر می‌گردد. مادامی که دمای سطحی یک غول اندکی کم شود، تا جبران کاهش چگالی الکترون را بنماید (از معادله ساها، نسبت  $N_{i+1}/N_i$  اگر  $N_e$  و  $T$  به طور قابل ملاحظه‌ای کاهش یابند، یکسان باقی می‌ماند)، غول تقریباً رفتاری نظیر یک ستاره رشته اصلی با همان نمونه طیفی در طیف را خواهد داشت. مع ذلک، حتی در این حالت، خطوط طیفی غول تیزتر از خطوط مربوط به ستاره رشته اصلی می‌باشند، چون اشکال طیفی غول پهن شدگی فشار کمتری را تحمل می‌کنند بخش (۸-۵).

برای این که ایده‌ای از خصوصیات مشاهده‌ای ستارگان با رده‌های تابندگی مختلف را ارائه دهیم، داده‌های زیر را در جدول ضمیمه (۴-۳) آورده‌ایم: قدرهای مرئی مطلق، شاخص‌های رنگ، دماهای سطحی موثر، تصحیحات تابش سنجی، شعاعهای ستاره‌ای و اجرام ستاره‌ای.

### (۵) نمودارهای رنگ - رنگ

ستاره‌شناسان تغییری در نمودار رنگ - قدر را مورد استفاده قرار می‌دهند به طوری که یک شاخص رنگ (نظیر  $U-B$ ) را در مقابل شاخص رنگ دیگری (نظیر  $B-V$ ) رسم می‌کنند. چنین نمودارهایی را نمودارهای رنگ - رنگ می‌نامند [شکل (۱۳-۱۲)]، که دو پارامتر قدر و تابندگی به طریق دیگری نمایش داده شده‌اند. (بخاطر بیاوید که یک رنگ نجومی در واقع نسبت شارها در دو طول موج می‌باشد.)

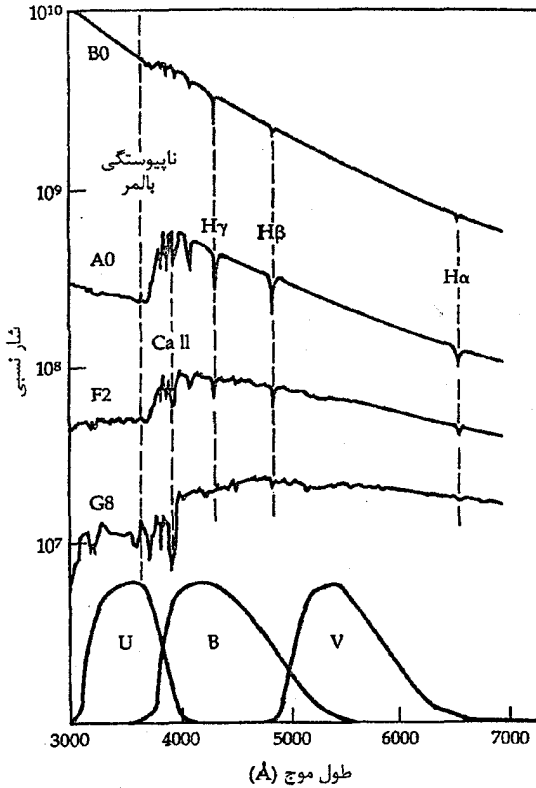
اگر ستارگان دقیقاً شبیه اجسام سیاه تابش کنند، آنگاه آنها در روی نمودار رنگ - رنگ در امتداد یک خط تعریف شده [نظیر خط  $BB$  در شکل (۱۳-۱۲)] قرار می‌گیرند. اما جوهای ستاره‌ای مانند اجسام سیاه تابش نمی‌کنند؛ این حقیقت هنگامی که رنگهای ستاره‌ای در روی یک نمودار رنگ - رنگ رسم شوند، خود را نشان می‌دهد [منحنی توپر را در شکل (۱۳-۱۲) برای رده تابندگی  $V$  و منحنی خط‌چین را برای رده تابندگی  $I$  به بینید]. به قسمت قلاب شکل منحنی رشته اصلی رنگ - رنگ بین نمونه‌های طیفی  $A_5$  تا  $G_0$  توجه کنید؛ آن به علت تغییر غیرخطی ناپیوستگی بالمر نسبت به دما می‌باشد. ناپیوستگی بالمر درست در نوار عبور صافی  $U$  قرار دارد و بنابراین به طور موثری بر شار عبوری از آن تاثیر می‌گذارد [شکل (۱۳-۱۳)].



شکل ۱۲-۱۳. نمودار رنگ-رنگ  $U-B$  در مقابل  $B-V$  برای ستارگان رشته اصلی (منحنی توپر) و ابرغولها (منحنی خط چین)؛ ردههای طیفی در طول هر منحنی مشخص شده‌اند. خط  $BB$  رنگها را برای تابش کنندههای جسم سیاه خالص معین می‌کند.

### (و) آثار فراوانی عنصری

ممکن است توجه کرده باشید که ما تاکنون آثار ترکیبات شیمیایی ستاره‌ای را بر رده‌بندی طیفی بررسی نکرده‌ایم. دلیل آن ساده است. گستره وسیعی از ستارگان در همسایگی خورشید دارای ترکیبات یکسانی هستند:  $X \approx 0.70$ ،  $Y \approx 0.28$ ، و  $Z \approx 0.02$  (فراوانی فلزی زیاد، با جرم). این ستارگان به گروهی موسوم به جمعیت I [بخش (۱۳-۳ ج)] متعلق می‌باشند. اکنون اجازه دهید موارد نادر جمعیت I را که آثار فراوانی عنصری را در طیفها ظاهر می‌کنند، مورد بررسی قرار دهیم.



شکل ۱۳-۱۳. نمایه‌های طیفهای ردههای مختلف ستارگان رشته اصلی که با نوارهای عبوری *UBV* مقایسه شده‌اند. توجه کنید که ناپوستگی بالمر در *U* قرار دارد نه در دیگر صافیها. این اثر غیر خطی سبب یک خمیدگی تیز در نمودارهای رنگ - رنگ می‌شود. (انتخاب شده از نمودار ترسیم شده‌ای توسط ای. هندن<sup>۱</sup> و آر. کیت چوک<sup>۲</sup>)

ستارگان ولف - ریت در سال ۱۸۶۷ م. سی. ولف<sup>۳</sup> و جی. ریت<sup>۴</sup> سه ستاره نمونه O را با خطوط غیر عادی گسیلی پهن و قوی کشف کردند. امروزه، تنها حدود ۲۰۰ نمونه از این ستارگان داغ (تا  $10^6 K$ ) و تابنده (قدر مطلقها از  $-4/5$  تا  $-6/5$ ) شناخته شده‌اند - این ستارگان به ستارگان ولف - ریت مشهورند. همچنان که در فصل ۱۷ خواهید دید، عرض زیاد (یک چند نانومتر) شکلهای گسیلی He، C، N و O یونیده دیده شده در طیفهای این ستاره‌ها از انبساطپوش جوی با سرعتی حدود  $2000 \text{ km/s}$  حاصل می‌گردند. دو شاخه فراوانی مشخص

1- A. Henden

2- R. Kaitchuck

3- C. Wolf

4- G. Rayet

می شوند: (الف) ستارگان WC با فراوانی زیاد ظاهری کربن (اشکال طیفی کربن و اکسیژن، تا CIV و OVI، فراگیر هستند) و (ب) ستارگان WN، با افزایش ظاهری ازت (خطوط NIII تا NV فراگیرند).

ستارگان خط گسیلی داغ در نمونه‌های طیفی O، B، و A ستارگان Of، Be، و Ae را با خطوط گسیلی روشن هیدروژن می‌بینیم. تصور می‌شود مشابه با ستارگان ولف - ریت، این ستارگان به آرامی جرم را به شکل پوشهای جوی در حال انبساط از دست می‌دهند (جایی که خطوط گسیلی حاصل می‌شود).

ستارگان A ویژه در طیفهای نمونه A ویژه یا ستارگان Ap خطوط Si، Cr، Sr و Eu یونیده به طور انتخابی فراوانند. در بسیاری از موارد، این افزایش با زمان تغییر می‌کند (متغیرهای طیف نامیده می‌شوند) و به نظر می‌رسد به میدانهای مغناطیسی قوی ( $T \approx 1$ ) در سطح ستاره مربوط باشند.

ستارگان کربنی همراه با ستارگان معمولی G، K، و M (گستره دما از ۳۱۰۰ تا ۴۶۰۰K)، ستارگان کربنی یا C غول را که کربن آنها نسبت به اکسیژن بسیار فراوان تر ظاهر می‌شود، پیدا می‌کنیم. در رده‌بندی اولیه هاروارد، اینها به (الف) ستارگان R داغ‌تر که توسط نوارهای C<sub>2</sub> و نوارهای سیانوزن مشخص می‌شوند (CN) و (ب) ستارگان N سردتر که نمایشگر نوارهای C<sub>2</sub>، CN، و CH با اندکی حضور TiO، تقسیم شده‌اند.

ستارگان اکسید فلزی سنگین سرانجام، در میان ستارگان M تعداد قابل ملاحظه‌ای از ستارگان S پیدا می‌کنیم که به عنوان غول نیز شناخته می‌شوند. این ستارگان به طور طیف سنجی توسط نوارهای جذبی CN فراوان و مهم‌تر به علت حضور نوارهای مولکولی اکسیدهای فلزی سنگین LaO، ZrO، و YO به جای TiO، مشخص می‌شوند.

### (ز) تعیین فاصله

با توصیف دو روش که می‌توان توسط آنها به طور معقول و دقیقی فواصل ستاره‌ای را با استفاده از نمودارهای H-R تعیین کرد، این فصل را خاتمه می‌دهیم. هر دو روش به درجه‌بندی دقیق نمودار H-R قدر مطلق بستگی دارد. [روش خوشه متحرک (بخش (۱۵-۳)) بهترین درجه‌بندی را ارائه می‌دهد.]

برای ستارگان مجزا (یا خوشه‌هایی که تنها یک ستاره در آن قابل رویت است)، روش اختلاف منظرهای طیفسنجی را اعمال می‌کنیم (شکل ۱۳-۱۴ الف). از طیف یک ستاره، نمونه طیفی ورده تابندگی آن را تعیین می‌کنیم. این داده‌ها، موقعیت در نمودار H-R را مشخص می‌کند که از آن می‌توانیم قدر مطلق ستاره را به دست آوریم. از قدر ظاهری مشاهده شده، مدول فاصله [معادله (۱۱-۶)] و سپس فاصله ستاره‌ای را محاسبه می‌کنیم. خطاهای مشاهده‌ای و پراکندگی نمودار H-R دلالت بر عدم قطعیتی حدود  $\pm 1$  قدر دارد، بنابراین فاصله در محدوده ۵۰ درصد معین می‌شود. اختلاف منظرهای طیفسنجی به ما اجازه می‌دهند فواصل دور در کهکشان خودی را همچون کهکشانهای نزدیک تخمین بزنیم.

دقت بیشتر در تعیین فاصله با استفاده از روش تطبیق رشته اصلی برای تمام ستارگان یک خوشه ممکن می‌باشد. در این جا نمودار رنگ - قدر ظاهری خوشه آزمایشی را رسم می‌کنیم و این نمودار را به طرف بالا و پایین (برحسب قدر) بر روی یک نمودار H-R جابه جا می‌کنیم تا این که دو رشته اصلی در نمونه‌های طیفی یکسان هم پوشانی پیدا کنند [شکل (۱۳-۱۴ ب)]. توجه کنید که هر دو نمودار نمونه‌های طیفی (یا رنگها) بایستی مرتب شوند. اختلاف بین قدرهای ظاهری خوشه آزمایشی و قدرهای ظاهری مدرج شده  $(m-M)$  برای هر ستاره در خوشه یکسان است؛ این عدد مدول فاصله خوشه آزمایشی می‌باشد.

## کاربرد مفهومی

### اختلاف منظرهای طیفسنجی

یک ستاره  $M_{III}$  با قدر مری ظاهری اندازه‌گیری شده  $+10$  را در نظر می‌گیریم. فاصله آن چقدر است؟ از شکل (۱۳-۸) متوجه می‌شویم که قدر مطلق چنین ستاره‌ای تقریباً صفر است. آنگاه

$$m - M = 5 \log d - 5$$

$$10 - 0 = 5 \log d - 5$$

$$\log d = \frac{15}{5} = 3$$

$$d = 10^3 \text{ pc}$$

اکنون برای بکار بردن همان مفهوم برای رشته‌های اصلی خوشه، از شکل (۱۳-۱۴ ب)،  $m - M$

برابر ۵/۵ است، و بنابراین

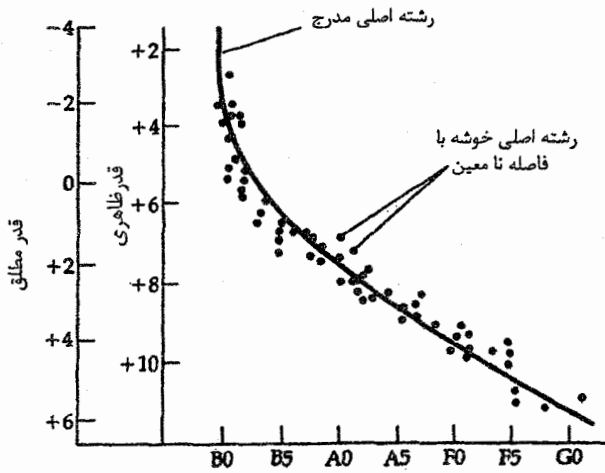
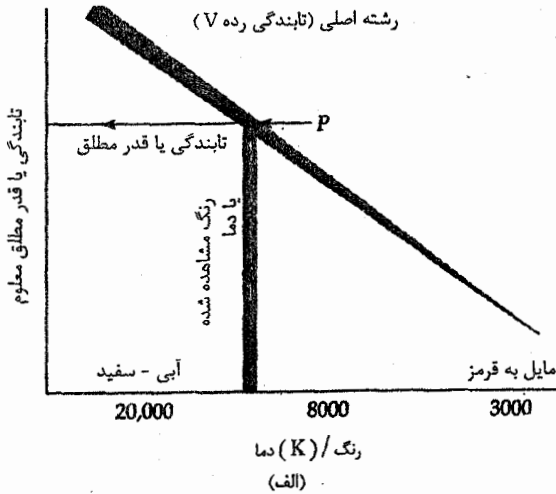
$$m - M = 5 \log d - 5$$

$$5/5 = 5 \log d - 5$$

$$2/1 = \log d$$

$$d = ۱۲۶pc = ۴۱۰ly$$

با استفاده از ستارگان زیاد، می‌توانیم خطاهای اتفاقی را حذف کنیم و به دقت خوبی ( $\pm 0.2$ ) در تعیین مدول فاصله دست یابیم.



نمونه طیفی

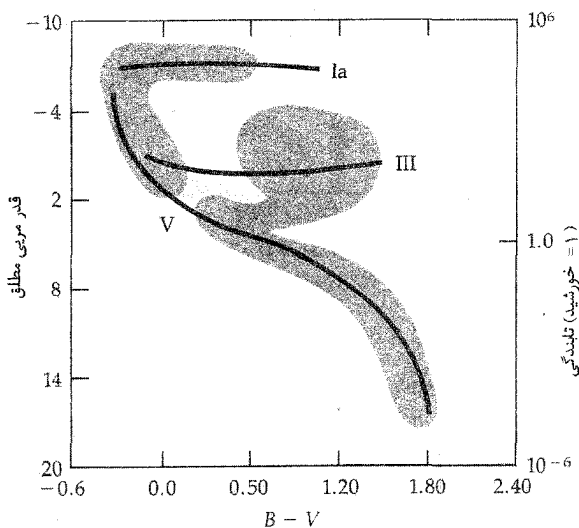
(ب)

شکل ۱۳-۱۴. فواصل از نمونه‌های طیفی. (الف) تخمین تابندگی از نمودار H-R مدرج. (ب) تطبیق رشته اصلی برای خوشه‌ای که فاصله‌اش تا نمودار H-R مدرج معلوم نیست.



(ح) گسیل پرتو X

در فصل ۱۰، دیدیم که گسیل پرتو X خورشید از پلاسمای داغ به تله افتاده در حلقه‌های تاجی شار مغناطیسی سرچشمه می‌گیرد. تصور شده است که دیناموی خورشیدی که میدان مغناطیسی را تولید می‌کند حاصلی از ترکیب پیچیده همرفت و چرخش جزئی می‌باشد. برهمکنشهای میدانهای مغناطیسی سطحی و پلاسمای محلی بر فعالیت تاج خورشیدی حاکم است. برای سایر ستارگان نیز چنین انتظاری را داریم؛ مشاهدات پرتو X این انتظار را بر هم می‌زند. تقریباً اغلب ستارگان، پرتو X بسیار پرانرژی‌تر از خورشید گسیل می‌دارند [شکل (۱۳-۱۵)].



شکل ۱۳-۱۵. نواحی (هاشور خورده) روی نمودار H-R ستارگان گسیل کننده پرتو X می‌باشند.

به ویژه، داده‌های پرتو X دلالت بر این دارند که تمام ستارگان رشته اصلی از نمونه طیفی F تا M پرتو X با توانی در گستره  $10^{20}$  تا  $10^{25}$  وات گسیل می‌دارند. تمام ستارگان نمونه طیفی قبل از B5 نیز پرتو X با انرژی خروجی در گستره  $10^{23}$  تا  $10^{28}$  وات گسیل می‌دارند. در حقیقت، برای ستارگان رشته اصلی، تنها گستره باریکی از B8 تا A5 هیچگونه شواهدی برای گسیل پرتو X نشان نمی‌دهند. سرانجام، اکثر ستارگان غول و ابرغول پرتو X گسیل می‌دارند. غولهایی که گسیل نمی‌دارند، در گستره نمونه طیفی A تا G قرار دارند؛ ابرغولهایی که گسیل نمی‌دارند سردتر از نمونه G می‌باشند.

این نتایج پیشنهاد می‌کنند که تمام ستارگان دارای تاج داغ کنترل شده توسط لوله‌های شار مغناطیسی بزرگ و عظیم می‌باشند. برای ستارگان سرد، این به معنای نواحی همرفت و چرخش جزئی می‌باشد. برای ستارگان داغ، فیزیک آن هنوز واضح نیست؛ ممکن است به بادهای ستاره‌ای قوی مربوط باشد.

## مفاهیم و معادلات کلیدی

پهنای هم ارز (یک خط طیفی)

$$EW(\lambda) = \int_{خط} \frac{I_{con} - I(\lambda)}{I_{con}} d\lambda$$

معادلات بولتزمن و ساها

$$\log\left(\frac{N_{i+1}}{N_i}\right) = \frac{3}{2} \log T - \left(\frac{5040}{T}\right) \chi_i$$

ثابت  $-\log N_e +$

وزن مولکولی متوسط

$$\frac{1}{\mu} = m_H n / \rho$$

معادله فشارسنجی

$$P(h) = P(h_0) e^{-\frac{h}{H}}$$

روابط جسم سیاه (تقریب‌هایی برای ستارگان)

$$\lambda_{max} T = 2/898 \times 10^{-3} m.K$$

$$F = \sigma T^4$$

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

## مسائل

۱. طیفهای جذبی چهار ستاره خصوصیات زیر را نشان می‌دهند. نمونه‌های طیفی مناسب برای آنها کدام است؟

(الف) قوی‌ترین اشکال، نوارهای اکسیدتیتانیم هستند.

(ب) قوی‌ترین خطوط مربوط به هلیوم یونیده می‌باشند.

(ج) خطوط بالمر هیدروژن بسیار قوی هستند و بعضی از خطوط فلزی یونیده حضور دارند.

(د) خطوط هیدروژن قوی به اندازه کافی وجود دارند و خطوط خنثی و یونیده فلزی دیده

می‌شوند، اما خطوط H و K مربوط به Ca II قوی‌ترین خطوط در طیف می‌باشند.

۲. تقریباً، کدام نمونه‌های طیفی ممکن است به ستارگان زیر مربوط شوند در صورتی که طیف پیوستار آنها در
- (الف) ۵۰ نانومتر
- (ب) ۳۰۰ نانومتر
- (ج) ۶۰۰ نانومتر
- (د) ۹۰۰ نانومتر
- (ه)  $1/2$  میکرومتر
- (و)  $1/5$  میکرومتر دارای شدت بیشینه باشند
- (راهنمایی:  $\lambda_{\max}$  را از قانون وین به صورت تابعی از رده طیفی برای رشته اصلی ترسیم کنید.)
۳. اگر اختلاف منظر یک ستاره رشته اصلی به اندازه ۲۵ درصد خطا داشته باشد، به چه اندازه و در چه جهت این ستاره از رشته اصلی در یک نمودار H-R جابه جا می‌شود؟
۴. کدام پارامتر در معادله تعادل یونیدگی ساها در توصیف اختلافات طیفی بین
- (الف) نمونه طیفی G از ستارگان گول و کوتوله
- (ب) کوتوله‌های A و B
- مهمترین است؟
۵. (الف) نسبت گرانتهای سطحی یک ستاره K۰V و یک ستاره K۰I چقدر است؟
- (ب) اگر دو ستاره دما و کدری جوی یکسان داشته باشند، نسبت شدتهای خطوط Ca IIK در طیفشان تقریباً چقدر خواهد بود؟ (پتانسیل یونیدگی کلسیم ۶/۱ eV است.)
- (ج) چه فرضهایی برای پاسخ به قسمت (ب) می‌کنید؟
- (د) نسبت چگالیهای متوسط این دو ستاره چقدر است؟
- (ه) اگر چگالیهای الکترون جوی این ستارگان مستقیماً متناسب با چگالیهای متوسطشان باشد، آیا پاسخ شما به قسمت (ب) بدون تغییر باقی می‌ماند؟ چرا؟
۶. (الف) دو خصوصیتی که زیر کوتوله‌ها را از ستارگان معمولی جمعیت I رشته اصلی تفکیک می‌کند، توصیف کنید.
- (ب) چرا نمودار H-R ستارگان در همسایگی خورشید (در فاصله ۵۰۰ پارسک) یک نمودار دو بعدی غیر مهم نیست؟

۷. چرا یک نمودار H-R قدر مطلق - نمونه طیفی کاملاً (در اصل) با نمودار H-R قدر ظاهری (B-V) متفاوت است؟

۸. در تعیین فواصل از طریق روش انطباق رشته اصلی، چرا بایستی از مقایسه نمودار H-R مشاهده‌ای یک خوشه کهکشانی با نمودار H-R "مدرج"  $M_3$  خودداری کرد؟

۹. (الف) گاهی گفته می‌شود که نمونه طیفی یک ستاره تنها به تابندگی و دمای سطحی بستگی دارد؛ تحت چه شرایطی این بیان تقریباً درست است؟

(ب) سه مثال عمومی ذکر کنید تا این بیان را که اجرام ستاره‌ای به طور یکتا توسط رنگهایشان تعیین می‌شوند، نقض کند.

۱۰. در بخش (۱۳-۱ الف)، وزن مولکولی متوسط  $\mu$  را برای یک گاز کاملاً یونیده به صورت

$$Z = \left(\frac{1}{Y}\right) + \left(\frac{3}{4}\right)Y + 2X = \frac{1}{\mu}$$

نوشتیم که برای مثال

$$X = \frac{\text{چگالی جرمی هیدروژن}}{\text{چگالی جرمی تمام اجزاء}} = \text{کسر جرمی هیدروژن}$$

این رابطه را برای  $\mu$  با بیان فرضها و تقریبهای به کار رفته در هر گام، به دست آورید.

۱۱. عدد ۵۰۴۰ در معادلات (۱۳-۱۰) و (۱۳-۱۱) ظاهر می‌شود.

(الف) نشان دهید این عدد از کجا می‌آید (چگونه نتیجه می‌شود).

(ب) واحدهای این عدد در این معادلات چیست؟

۱۲. از تعادل هیدرواستاتیکی برای مقایسه فشار مرکزی خورشید و

(الف) یک ستاره B۰V

(ب) یک ستاره G۲ III

(ج) یک ستاره G۲ I، استفاده کنید.

۱۳. با استفاده از اشکال (۱۳-۸) و (۱۳-۱۱)، فاصله تا یک ستاره M Ib با قدر ظاهری ۱ + را تخمین بزنید.

۱۴. فواصل تا خوشه‌های زیر را از اشکال قدر - رنگ آنها [از جدول ضمیمه (۴-۳) برای تبدیل

B-V به نمونه طیفی استفاده کنید] تخمین بزنید:

(الف) پروین [شکل (۱۳-۹)]

(ب)  $M_3$  [شکل (۱۳-۱۰)]

۱۵. شعاع یک ستاره M از رشته اصلی (MV) و یک ابرغول قرمز (MI) را با استفاده از

نمودارهای H-R در متن تخمین بزنید.

۱۶. با استفاده از نمودارهای H-R در شکل (۱۳-۷) و رابطه بین دما و نمونه طیفی در شکل

(۱۳-۶)، تخمین بزنید ابط الجوزا چند بار بزرگتر است از

(الف) قلب العقرب

(ب) بتا چلیپا

(ج) آلفا قنطوروس

۱۷. (الف) با استفاده از پتانسیلهای تحریکی و یونیدگی کلسیم، منیزیوم، هلیوم، و هیدروژن

[جدول (۸-۳)]، شدت‌های نسبی خط جذبی اتمهای خنثی و یکبار یونیده چهار عنصر را

برای ستارگان نمونه‌های طیفی متفاوت نشان داده شده در شکل (۱۳-۶)، توصیف کنید.

(ب) چرا ستارگان داغ O و M سرد خطوط جذبی هیدروژن ضعیفی در طیف‌هایشان دارند؟

۱۸. با چشم غیر مسلح، دور از آلودگی نوری، می‌توانید ستارگان قدر ظاهری مرئی و یا روشتر

را به بینید. برای هر یک از نمونه‌های طیفی رشته اصلی، بیشینه فاصله تا ستاره‌ای راکه با این

نمونه طیفی و تا این حد قدر می‌توانیم به بینیم، حساب کنید.

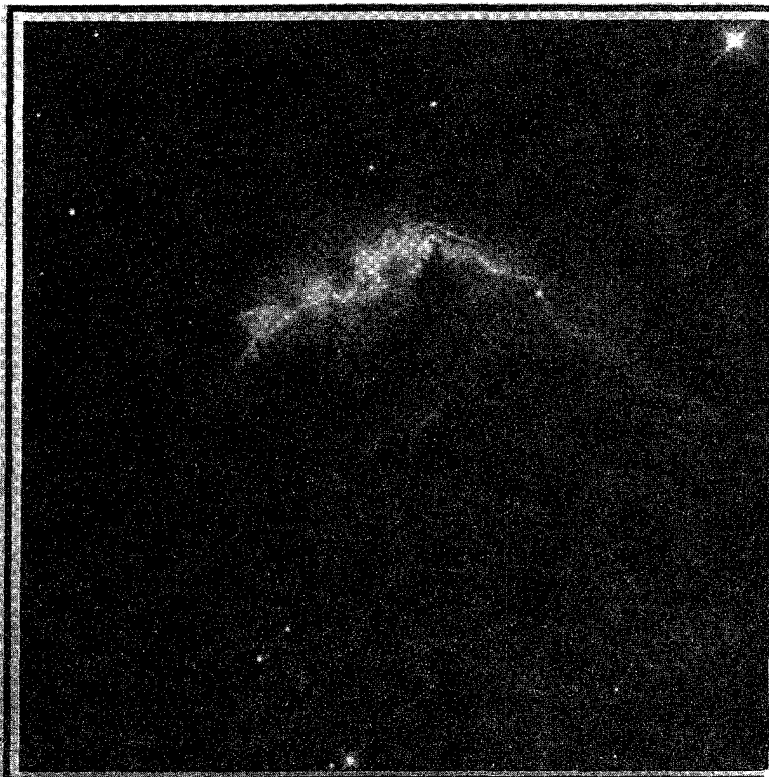
# بخش ۳

## کهکشان راه شیری



۱۶ تصویر نواحی شکل گیری ستاره ای در مزیر  
توسط تلسکوپ فضایی هابل (ناسا)

## کهکشان خودی: یک پیش دوره



برخی از ویژگیهای اساسی ستارگان را قبلاً مورد بحث قرار داده‌ایم. اکنون افقهای دیدمان را یک گام فراتر می‌بریم (اما نه تا گام آخر به هر تعبیری؛ قسمت چهارم را ملاحظه کنید) و به گردش با شکوه ستارگان کهکشانی می‌پردازیم. در این فصل، کهکشان خودی را معرفی می‌کنیم و یک تصویر کلی از آن ارائه می‌دهیم. به طوری که در فصول ۱۵ تا ۱۸ به جزئیات این تصویر کلی خواهیم پرداخت. در فصل ۲۰ مجدداً به این مبحث اشاره خواهیم کرد و خلاصه‌ای از مطالب در چهارچوب تحول کهکشان خودی بیان خواهد شد.

## ۱-۱۴ شکل کهکشان خودی

## (الف) شواهد بصری

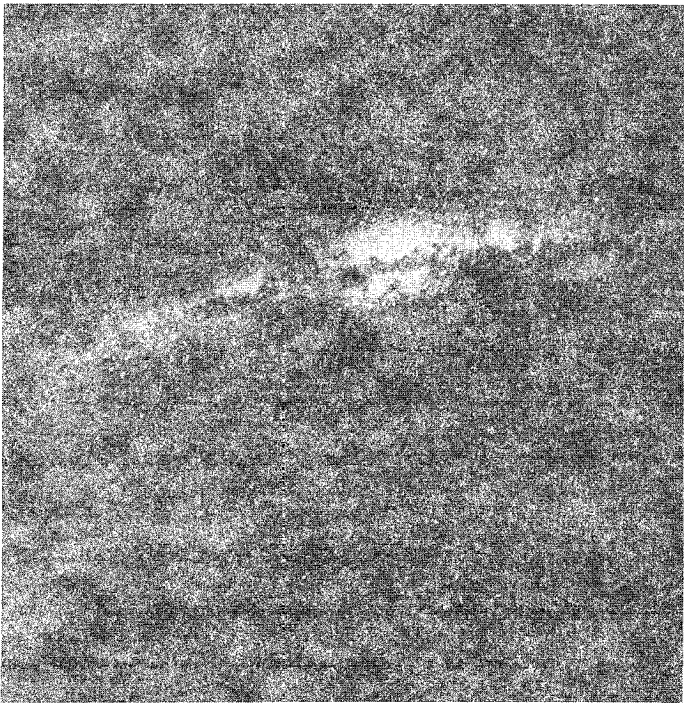
هنگامی که از نواحی شهری که توسط نور شهر روشن شده‌اند خارج می‌شوید، می‌توانید یک نوار نامنظم از نور پراکنده به پهنای تقریبی ۱۰ درجه را مشاهده کنید که تقریباً به صورت یک دایره بزرگ، کرهٔ آسمانی را احاطه می‌کند. ما این نوار را "راه شیری" می‌نامیم [شکل (۱-۱۴)].

روشنترین قسمت نیمکره شمالی راه شیری در صورت فلکی کمان قرار دارد (که در فصل تابستان توسط ناظری که در نزدیکی افق جنوبی قرار گرفته باشد دیده می‌شود)، و خطوط تیره‌ای از نواحی مبهم در طول خط وسط راه شیری مشاهده می‌شوند. درست در سوی دیگر آسمان، در صور فلکی ارا به‌ران، برساوش و شکارچی، راه شیری به صورت نامشخصی دیده می‌شود، در واقع، پاد مرکز راه شیری در ارا به‌ران قرار دارد.

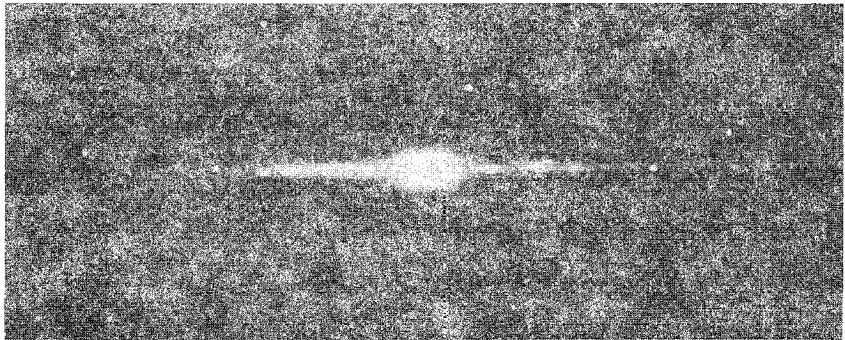
چگونه می‌توانیم ساختار راه شیری را تعیین نماییم؟ در ابتدای قرن بیستم، تلسکوپهای غول پیکر نشان دادند که ابرهای درخشان در راه شیری، ابرهای ستاره‌ای هستند [شکل (۱-۲)]; بدین معنی که معلوم شده این توده‌های نورانی در واقع اجتماعاتی از میلیونها ستاره هستند. گالیله در قرن هفدهم به این کشف دست یافته بود که راه شیری حاوی ستارگان مجزایی می‌باشد. بخش (۱-۲) نشان خواهد داد که چگونه ستارگان کهکشان خودی (از گالاکتیکوس یونانی به معنای "سفید شیری") در فضا توزیع شده‌اند.

در سال ۱۷۸۱ م. چارلز میزیر<sup>۱</sup>، منجم فرانسوی، فهرستی از ۱۰۰ جسم ابر مانند را (فاقد ظاهر ستاره‌ای) به هنگام جستجوی دنباله‌دارها کشف کرد (ضمیمه ۱)؛ بعداً معلوم شد که برخی از این اجسام ابرهای تابانی از گاز در کهکشان ما [بخش (۹-۲) ب]، خوشه‌های باز و خوشه‌های کروی دور دست، می‌باشند، اما برخی دیگر - که اصطلاحاً سحابی‌ها (از لاتین مفرد سحابی، به معنی "ابر") نامیده می‌شوند - تا اواخر قرن بیستم ناشناخته مانده‌اند. امروزه، می‌دانیم که برخی از سحابی‌ها در واقع کهکشانهایی هستند که توسط فضای خارج کهکشانی، مشابه کهکشان ما، از یکدیگر جدا شده‌اند (فصل ۲۱). معلوم شده است که یکی از نزدیکترین کهکشانهایی به نام کهکشان زن به زنجیر بسته (میزیر ۳۱) شبیه کهکشان ما است [شکل (۱-۳)].





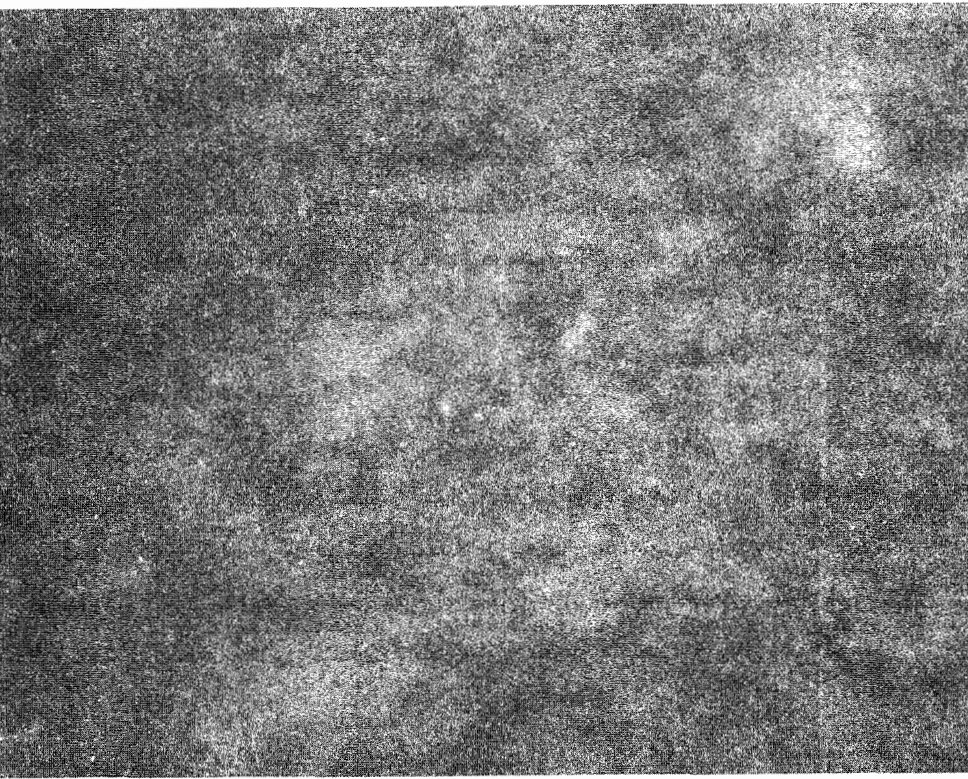
(الف)



(ب)

شکل ۱۴-۱. راه شیری. (الف) نمای زاویه - عریض راه شیری که از روی زمین دیده می شود. مرکز کهکشان خودی در جهت برآمدگی روشن در مرکز بالاتر قرار دارد. به خطوط تاریک در صفحه توجه کنید. سه مثلث تاریک و لاجر قسمتهایی از نگهدارنده دوربین می باشند. (ای. دی. کد<sup>۱</sup> و تی. ای. هوک<sup>۲</sup>) (ب) نمای زاویه عریض (۹۶°) از راه شیری از فضا. این تصویر توسط COBE نماهایی از  $1/2$ ،  $2/2$  و  $3/4$  میکرومتر را ترکیب کرده تا تاریک کنندگی گردد و غبار را که نمای نوی در (الف) محو می کند، کاهش دهد. به برآمدگی مرکزی برجسته توجه کنید. (ناسا)

کهکشان ما یک سیستم ستاره‌ای است که از نقطه‌ای بسیار دور از مرکز (از خورشید) با دید نیمرخ، کاملاً مسطح (شبيه یک کلوچه) به نظر می‌رسد. توجه داشته باشید که مرکز کهکشان در جهت برجستگی هسته مرکزی قرار دارد، همان برآمدگی درخشانی است که در شکل (۱۴-۱ ب) نشان داده شده است. در داخل این برآمدگی هسته‌ای، هسته کهکشان قرار دارد.



شکل ۱۴-۲. ابرهای ستاره‌ای در صورت فلکی کمان. مجدداً به خطوط تاریک ناشی از گرد و غبار توجه کنید. (رصدخانه پالومار<sup>۱</sup>، انستیتوی فن آوری کالیفرنیا)

### (ب) سیستم مختصات کهکشانی

برای نقشه‌برداری از کهکشان، یک سیستم مختصات کهکشانی تعریف می‌کنیم (ضمیمه ۱۰). در این جا، خط مرکزی راه شیری (در واقع توده شبه مرکزی صفحه کهکشانی) یک دایره عظیم را در آسمان تشکیل می‌دهد که موسوم به استوای کهکشانی بوده و طول کهکشانی،  $l$ ، بر روی این استوا واقع است که برحسب درجه (از  $0^\circ$  تا  $360^\circ$ ) در جهت شرق، از مرکز کهکشان در صورت

فلکی کمان اندازه گیری می شود. عرض کهکشانی  $b$  فاصله زاویه ای روی کره سماوی (برحسب درجه از  $0$  تا  $\pm 90$ ) است که نسبت به استوای کهکشانی در شمال یا جنوب قرار می گیرد. بنابراین، پاد مرکز کهکشانی در  $l = 180^\circ$  و  $b = 0^\circ$  واقع است، قطب شمال کهکشانی ( $NGP$ ) در  $b = +90^\circ$ ، و قطب جنوب کهکشانی ( $SGP$ ) در  $b = -90^\circ$  می باشند.

## ۱۴-۲ توزیع ستارگان

بهترین راه تعیین اندازه و شکل کهکشان ما، تحقیق در مورد چگونگی توزیع فضایی ستارگان است. در این جا خواهید آموخت که چگونه ستارگان "شمارش" می شوند، چگونه می تواند در تفسیر داده ها اشتباهاتی حاصل شود، و نیز توسط مشخصات ستاره ای اندازه کهکشان و اشکال بازوی مارپیچی آن را خواهید آموخت.

### (الف) شمارش ستاره ای

چگونه می توان به اندازه و مرزهای کهکشان پی برد؟ یک روش در این زمینه عبارت است از شمارش ستارگان در جهت های مختلف آسمان. یک توزیع یکنواخت در فضا در نظر می گیریم، جهت هایی که در آنها ستارگان بیشتری مشاهده می شوند، جهت هایی خواهند بود که کهکشان تا فواصل دورتری توسعه دارد. به ناحیه زاویه ای فضایی  $\omega$  (برحسب واحدهای استرادیان) بر روی کره سماوی توجه نمایید. در فاصله  $r$  از ناظر، زاویه فضایی مساحت  $A$  را در بر می گیرد،

$$A = \omega r^2$$

حجم محصور بین  $r$  تا فاصله دورتر  $dr$  عبارت است از

$$dV = dA \cdot dr = r^2 dr d\omega \quad (1-14)$$

اگر  $n(r)$  چگالی عددی (تعداد ستارگان در واحد حجم) در فاصله  $r$  باشد، آنگاه تعداد ستارگان در این حجم برابر است با

$$N(r) = n(r) dV = n(r) r^2 dr d\omega \quad (2-14)$$

در نظر بگیرید که تمام ستارگان دارای قدر مطلق یکسان  $M$  می باشند و  $n(r)$  ثابت است. اگر  $r(m)$  فاصله ستارگان با قدر ظاهری  $m$  باشد، آنگاه:

$$N(m) = \frac{4}{3} \pi r^3(m) n \quad (3-14)$$

با این همه، برای مطالعه تعداد زیادی از ستارگان، بسیار آسانتر است که به جای استفاده از فاصله

از قدر ظاهری آنها استفاده کنیم. فرض کنید که فقط به بررسی ستارگان با قدر مطلق  $M$  می‌پردازیم (مثلاً با استفاده از نمونه طیفی، آنها را انتخاب کرده‌ایم)؛ آنگاه قدر ظاهری و فاصله، رابطه زیر را دارند [معادله (۱۱-۶)]

$$\log r = (m - M + 5) / 5 \\ = 0.2m + \text{ثابت}$$

یا

$$r = 10^{0.2m + \text{ثابت}} \quad (14-4)$$

حالا این رابطه را در معادله (۱۴-۳) قرار می‌دهیم تا رابطه‌ای برای تعداد ستارگان با قدر مطلق معلوم در ناحیه خاصی از آسمان که روشن‌تر از قدر ظاهری  $m$  اند، به دست آوریم

$$\log N(m) = 0.6m + C \quad (14-5)$$

که در آن ثابت  $C$  در وابستگی به  $M$ ،  $\omega$ ، و  $D$  مشارکت می‌کند. این معادله به ما می‌گوید که با فرض یکنواخت بودن چگالی، تعداد ستارگان در قدر مطلق معلوم و قدر ظاهری  $m + 1$ ،  $10^{0.6} = 3.98$  مرتبه بیشتر از تعداد ستارگان قدر ظاهری  $m$  است. یک پراکندگی در قدر مطلق می‌تواند توسط یک تنظیم مناسب در  $C$  مجاز باشد.

شمارش‌های ستاره‌ای معادله (۱۴-۵) را دنبال نمی‌کنند. دو عامل، این اختلاف را سبب می‌شوند: توزیع غیریکنواخت ستارگان و جذب بین ستاره‌ای.

### جذب بین ستاره‌ای

اکنون می‌دانیم که در مرکز کهکشان قرار نداریم، اما اطلاعات اولیه پیرامون شمارش ستارگان نشان می‌دهد که خورشید ما در مرکز واقع است. علت این تصور مردم که خورشید در مرکز کهکشان (به اشتباه!) قرار دارد، به وسیله تلاش و برت. جی. ترامپلر<sup>۱</sup> در ۱۹۳۰ م. کشف شد، او ضمن کار بر روی خوشه‌های ستاره‌ای دریافت که بسیاری از این خوشه‌ها به علت اندازه‌های زاویه‌ای مشاهده شده، به طور شگفت‌آوری تاریک به نظر می‌رسند. با استفاده از معادله (۱۱-۶) معلوم می‌شود که این خوشه‌های تاریک بسیار دور هستند، ولی ابعاد خطی آنها (برحسب پارسک) بسیار عظیم می‌باشد. اما اگر ما نیز همانند ترامپلر فرض کنیم که فضای بین ستاره‌ای یک خلاء مطلق نبوده بلکه فضایی است مملو از مواد تیره‌کننده (غبار) که به طرف

صفحه ککهکشانی متراکم‌اند، آنگاه تمام این مشکلات از بین می‌روند.

نور ستاره‌ای توسط این غبار پراکنده و جذب می‌شود و سبب خاموشی بین ستاره‌ای می‌گردد. چون ستارگان مشاهده شده در عرضهای ککهکشانی بالا (عمود بر صفحه ککهکشان خودی در موقعیت خورشید) که بیش از  $500 \text{ pc}$  از صفحه فاصله دارند، اثرات مشخصی از جذب بین ستاره‌ای از خود نشان نمی‌دهند، لذا می‌توانیم چنین اعتقاد داشته باشیم که قرص ککهکشان نازک بوده و در حدود  $1 \text{ kpc}$  از خورشید فاصله دارد. مع ذالک، در عرضهای ککهکشانی پایین (در نزدیکی صفحه ککهکشانی) تیره‌کنندگی بسیار شدید می‌شود. ما این جذب را توسط محیطی به چگالی و کدری یکنواخت مشخص می‌کنیم [بخش (۱۱-۲) ب]؛ دلالت بر کاهش نمایی نور ستارگان با فاصله طی شده در درون محیط می‌کند. چون قدر ستارگان با لگاریتم شار مشاهده شده متناسب است [معادله (۱۱-۵)]، لذا افزایش قدر ظاهری ناشی از جذب بین ستاره‌ای با فاصله تا ستاره متناسب می‌باشد.

در نزدیکی استوای ککهکشان جذب مرئی در حدود  $1/0$  قدر بر کیلو پارسک است؛ در ابرهای بین ستاره‌ای بسیار چگال این مقدار به مراتب بیشتر می‌باشد. به این ترتیب، ستاره‌ای به فاصله  $1 \text{ kpc}$  در صفحه ککهکشانی، دارای مدول فاصله ظاهری با  $11$  قدر است، حتی اگر در نظر بگیریم که مدول فاصله حقیقی آن  $10$  قدر باشد؛ باز هم این ستاره در فاصله  $1/6 \text{ kpc}$  به نظر می‌رسد. ستاره‌ای با فاصله  $5 \text{ kpc}$  دارای جذب  $5$  قدر می‌باشد، به طوری که نه تنها تاریک است، بلکه فاصله آن با صرف نظر کردن از اثر جذب بین ستاره‌ای  $10$  بار بیشتر تخمین زده می‌شود. (توجه داشته باشید که  $5$  واحد قدر، بنابر قانون عکس مجذور فاصله برای نور، سازه‌ای از روشنایی  $100$  است، و  $10 = 100^{1/2}$ .)

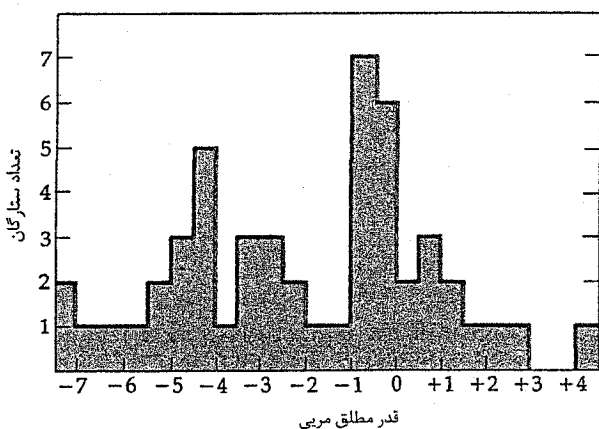
اکنون متوجه می‌شوید که چرا اخترشناسان اوایل قرن بیستم ککهکشان خودی را کوچک و خورشید مرکزی می‌دیدند؛ تیره‌کنندگی بین ستاره‌ای در صفحه ککهکشانی عامل این تشخیص بود. امروزه هنوز پیدا کردن موقعیت منبع و شمارشهای عددی ثابت می‌کند که مفید می‌باشد. برای مثال، همان طور که در فصل ۱۸ خواهید دید، انفجارات پرتوگاما دارای توزیع یک روند در آسمان می‌باشند. آنها در فضا کجا قرار گرفته‌اند یک راز اساسی می‌باشد زیرا ما فاصله آنها را نمی‌دانیم.

### تابع تابندگی

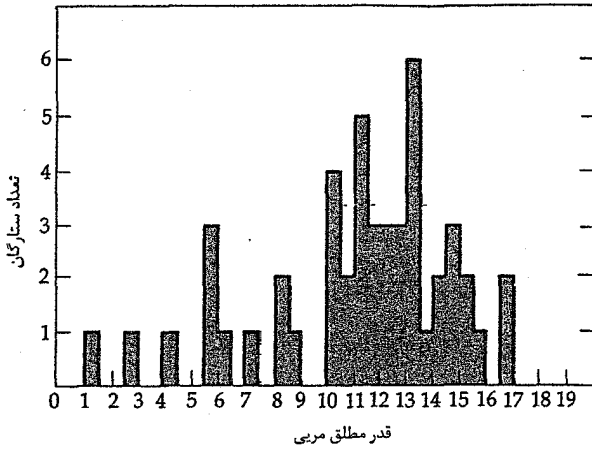
علاوه بر شمارش ستارگان می‌توانیم محل آنها را نیز با استفاده از تابع تابندگی‌شان در ناحیه خودمان از ککهکشان خودی مشخص کنیم: تابع تابندگی عبارت است از تعداد ستارگان در واحد حجمی از فضا که دارای قدر مطلق مشخص  $M$  (یا تابندگی  $L$ ) هستند. می‌توانیم قدر مطلق یک

ستاره را با استفاده از مطالعه طیفش و قرار دادن مناسب آن در یک نمودار (H-R) مدرج استنباط کنیم؛ یعنی از روی نمونه طیفی، تابندگی آن را تخمین بزنیم.

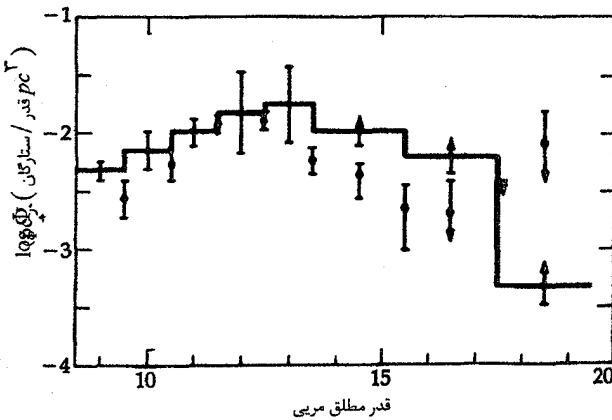
به عنوان نخستین کوشش می‌توانیم ۵۰ نمونه از روشن‌ترین ستاره‌های قابل رویت را در نظر بگیریم، یک نمودار ستونی از اعدادی که در بازه قدر مطلق  $M$  تا  $M + 1/2$  [شکل (۱۴-۳)] هستند، رسم می‌کنیم. انتظار داریم که این ستارگان، که به صورت روشن‌ترین ستارگان ظاهر می‌شوند، در واقع نیز ذاتاً روشن باشند (به برتری در  $M$  منفی توجه کنید)، ولی شکل (۱۴-۳) اطمینان بخش نیست، چرا که ستارگان بسیار روشن را می‌توان از فواصل بسیار دور مشاهده کرد. تصویر دقیق‌تر تابع تابندگی واقعی با استفاده از نمودار ستونی ۵۰ نمونه از نزدیک‌ترین ستاره‌ها [شکل (۱۴-۴)] به دست می‌آید؛ به برتری فوق‌العاده ستارگانی که ذاتاً کم نور هستند ( $10 \leq M \leq 15$ ) و کمی ستارگان بسیار روشن توجه کنید. تکمیل یک الگوی ستاره‌ای که دارای قدر مطلق نهایی  $M \approx 19$  در نوار  $V$  [شکل (۱۴-۵)] است، نشان می‌دهد که بیشتر ستارگان بسیار تاریک بوده ( $M > 10$ ) و تعداد بسیار کمی از آنها از خورشید روشن‌تر هستند. خورشید یک ستاره بسیار روشن با  $M = 5$  است. ستارگان کم نور در یک اکثریت بالا قرار دارند (توزیع آنها دارای یک قلّه پهن در نزدیکی  $M \approx 13$  است) و فقط تعداد پراکنده‌ای از ستارگان، روشن می‌باشند. این نتایج در مورد ستارگان مجاور خورشید یا نواحی مشابه در کهکشان خودی مصداق دارند. تابع تابندگی بسته به موقعیت ستاره تفاوت می‌کند، به عنوان مثال، در نقاط بسیار بالاتر یا پایین‌تر از صفحه وسطی و در نواحی مرکزی هسته کهکشان فرق می‌کند.



شکل ۱۴-۳. تابع تابندگی برای ۵۰ نمونه از روشن‌ترین ستاره‌ها که در بازه‌های قدر مطلق قرار دارند.



شکل ۱۴-۴. تابع تابندگی برای ۵۰ نمونه از نزدیک‌ترین ستاره‌ها که در بازه‌های قدر مطلق قرار دارند. توجه کنید که اکثر ستارگان دارای تابندگی کم می‌باشند.



شکل ۱۴-۵. تابع تابندگی محلی. نمونه در این جا برای قدر مطلق ۱۹ (دوایر پر) کامل است. خط پر یک تابع پله‌ای است که تقریباً به خوبی بر داده‌ها منطبق می‌باشد (جی. گیل‌مور<sup>۱</sup> رصدخانه سلطنتی ادینبورگ<sup>۲</sup>)

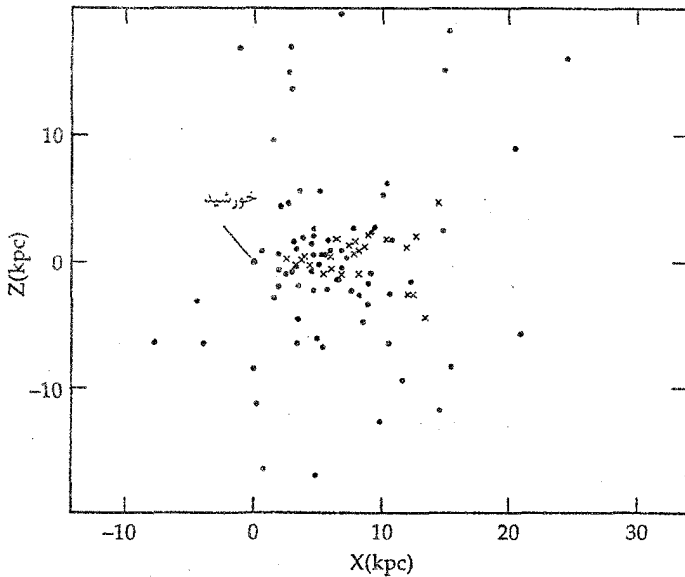
## (ب) ستارگان روشن و خوشه‌های ستاره‌ای

ستارگان روشن و خوشه‌های ستاره‌ای را می‌توان از فاصله‌های بسیار دور تشخیص داد. به عنوان مثال، اگر یک قدر حدی  $m = 15$  را بررسی کنیم، ستارگان  $B$  با قدر مطلق  $M = -5$  را می‌توان از فاصله حدود  $100 \text{ kpc}$  مشاهده کرد؛ با این حال، جذب بین ستاره‌ای داخل صفحه کهکشان برد دید ما را به یک فاصله واقعی  $5 \text{ kpc}$  تقلیل خواهد داد. ستاره‌های نوع  $O$  و  $B$  بسیار جوان هستند و غالباً در خوشه‌هایی به نام انجمن‌ها<sup>۱</sup> قرار می‌گیرند و به علاوه این ستارگان داغ و روشن قادرند گاز هیدروژنی که آنها را در بر گرفته است یونیده نموده و یک ناحیه روشن یونیده هیدروژنی به وجود بیاورند (فصل ۱۹). چنین انجمن‌ها و نواحی هیدروژن یونیده مشخصه‌ای از ساختار بازوی مارپیچی را در قرص کهکشان به وجود می‌آورند. در فصل ۱۹، خواهید دید که گاز هیدروژن مولکولی بین ستاره‌ای به خوبی این اشکال مارپیچی را توصیف می‌کند.

یادآوری می‌کنیم که یک خوشه کروی عبارت است از یک خوشه کروی چگال با  $10^5$  تا  $10^6$  ستاره؛ نزدیک به  $200$  خوشه کروی به این شکل در ارتباط با کهکشان ما یافت شده‌اند که بسیار روشن هستند ( $10 - 4 \approx M$ ). از آن جا که نزدیک‌ترین خوشه کروی  $3 \text{ kpc}$  از ما فاصله دارد، لذا ما دارای وسیله خوبی از فواصل کهکشانی هستیم. فاصله تا یک خوشه کروی معین می‌تواند (۱) با استفاده از فن انطباق رشته اصلی، (۲) با استفاده از قدر ظاهری نمونه‌های خاص و شناخته شده‌ای از ستارگان داخل آن خوشه، و (۳) با استفاده از قطر زاویه‌ای ظاهری خوشه، پیدا شود. هنگامی که فاصله و جهت خوشه‌های کروی ترسیم شوند، در می‌یابیم که این خوشه‌ها یک سیستم کروی شکل به شعاع تقریباً  $25 \text{ kpc}$  را تعریف می‌کنند، که مرکز این سیستم تقریباً  $8 \text{ kpc}$  از منظومه شمسی در جهت صورت فلکی کمان فاصله دارد [شکل (۱۴-۶)]. هارلو شپلی<sup>۲</sup> این اثر را در ۱۹۱۷ م. کشف کرد و به درستی نتیجه گرفت که خورشید از مرکز کهکشان (مرکز سیستم خوشه کروی) دور است.

استاندارد قراردادی فعلی خورشید را در فاصله تقریبی  $(\pm 1 \text{ kpc})$   $8/5 \text{ kpc}$  از مرکز قرار می‌دهد و در نتیجه قرص قطری حداقل برابر  $50 \text{ kpc}$  خواهد داشت.





شکل ۱۴-۶. توزیع فضایی خوشه‌های کروی صفحه ۱۲ می‌باشد. مقیاسهای فاصله بر حسب کیلوپارسک است. (دبلیو. ای. هریس<sup>۱</sup>)

### ۱۴-۳ جمعیت‌های ستاره‌ای

در فصل ۱۳ دیدیم که ستارگان می‌توانند به صورت جمعیت‌های ستاره‌ای آرایش یابند که مشخصه آنها فراوانی فلزی بود که این فراوانی شامل تمام عناصر به استثناء هیدروژن و هلیوم می‌شود (مقادیر  $Z$ ). در کهکشان ما، ستاره‌هایی به شکل خوشه‌های کروی دیده شده‌اند که فوق‌العاده کم فلز هستند ( $Z \leq 0.001$ )؛ ما این ستارگان را ستاره‌های جمعیت منتهی‌الیه II می‌نامیم؛ اکثر ستاره‌های منفردی که از صفحه کهکشان ما دور هستند (که هاله کهکشانی نامیده می‌شوند) جزو این مجموعه می‌باشند. در فاصله تقریبی  $500 \text{ pc}$  از صفحه کهکشانی، تراکم فضایی ستارگان به قدری افزایش می‌یابد که ما آنرا قرص کهکشانی کلوچه‌ای شکل یا برآمدگی مرکزی در مرکز کهکشان، می‌نامیم. در این جا، فراوانی فلزی بسیار بیشتر از ستارگان جمعیت II است و هم چنانکه به سمت صفحه کهکشانی پیش برویم، افزایش می‌یابد. این ستارگان را،

ستارگان جمعیت قرصی می‌نامیم. ستارگان جمعیت II و جمعیت قرصی هر دو از قدمت بسیار زیادی برخوردارند (بیلیونها سال) و روشن‌ترین آنها غولهای قرمز هستند. با این حال، در صفحه کهکشانی (به ویژه در بازوهای مارپیچی)، به ستارگان جوان و روشن آبی رنگ و تحت عنوان جمعیت I برخورد می‌کنیم (با بیشترین فراوانی فلزی؛  $Z \geq 0.01$ ). ستارگان جمعیت I در داخل خوشه‌های باز (کهکشانی)، در انجمن‌های O و B و نزدیک تجمعات گاز و گرد و غبار بین ستاره‌ای مشاهده می‌شوند؛ اینها نتیجه می‌دهند که با نواحی شکل‌گیری ستاره‌ای در ارتباط می‌باشند.

فراوانی عناصر سنگین از هاله تا بازوهای مارپیچی داخل قرص به طور پیوسته افزایش می‌یابد. در فصل ۱۶، خواهید دید که هیدروژن و هلیوم در مراکز ستارگان تبدیل به عناصر سنگین‌تری می‌شوند و به محیط بین ستاره‌ای در اثر مرگ این ستارگان، باز می‌گردند. بنابراین، کهکشان ما احتمالاً از یک توده ابری کروی شکل H و He شروع شده است، که از آن ستارگان جمعیت II با محتوای فلزی ناچیز تشکیل شده‌اند. توده ابری شکل همچنان که به طرف صفحه کهکشانی فرو می‌ریخت از فلزات انباشته شد، و تنها در نواحی متراکم‌تر بازوهای مارپیچی، ستارگانی تشکیل می‌شوند که غنی از فلز بوده و ستارگان جمعیت I نامیده می‌شوند.

به طور خلاصه، می‌توانیم تقریباً ستارگان داخل کهکشان را بر اساس فراوانی فلزی آنها به دو دسته کلی تقسیم نماییم. هدف از این تقسیم‌بندی قرار دادن ستارگان هم سن، هم ترکیب و هم حرکت، در یک گروه است (همان طوری که بعداً به طور مشروح خواهید دید). سرنخ انتخاب این خصوصیات جمعی در مطالعه تاریخچه کهکشان نهفته است که آن نیز بر روی ستاره‌های کهکشان ضبط شده است. فراوانی فلزی و خصوصیات مداری به صورت خواص سنگواره‌ای هستند که با تحول کهکشانی دستخوش تغییر نمی‌شوند. اساساً می‌توانیم روی عمرهای ستاره‌ای متمرکز شویم، زیرا آنها مستقیماً به فراوانی‌های فلزی مربوط می‌باشند.

## ۱۴-۴ دینامیک کهکشانی: اشکال مارپیچی

قبلاً جزئیات ستاره‌ای کهکشان خودی را توضیح دادیم، ولی در مورد دینامیک این سیستم سخنی به میان نیاورده‌ایم. (حرکات ستاره‌ای در فصل ۱۵ به تفصیل شرح داده می‌شوند). چنین فرض می‌کنیم که کهکشان ما از طریق اعمال نیروی جاذبه گرانشی ستارگان خود، تمامیت خود را حفظ می‌نماید. بنابراین، بخش کروی این سیستم (هاله و قسمتی از آن که خوشه‌های کروی

است) به مثابه یک خوشه ستاره‌ای کروی است. به این ترتیب، قرص مسطح به صورت یک جسم سریعاً چرخنده عمل می‌کند که بعد از قسمت هاله خوشه‌های کروی تشکیل شده است. هر یک از ستارگان کهکشان خودی در اثر جاذبه که از تمام ستارگان و دیگر مواد (که بخشی از آن نامرئی است) بر آن اعمال می‌شود، حرکت می‌کند. چنین در نظر بگیرید که ستارگان در صفحه کهکشانی با مدارهای دایره‌ای حول مرکز کهکشان گردش می‌کنند. به طور خاص، خورشید ما، در چنین مداری با شعاع  $8/5 \text{ kpc}$  قرار دارد. در فصول ۱۹ و ۲۰ نشان می‌دهیم که در نزدیکی مرکز کهکشان، سرعت زاویه‌ای مداری  $\omega$  (برحسب رادیان بر ثانیه) تقریباً ثابت است (چرخش جسم صلب) در صورتی که در نزدیکی خورشید، تندی حول کهکشانی تقریباً ثابت است و تندی خورشید در حدود  $220 \text{ km/s}$  به طرف  $l = 90^\circ$  می‌باشد. در موقعیت خورشید در کهکشان می‌توانیم حرکت خورشید را تقریباً به صورت یک چرخش دایره‌ای کپلری حول یک جسم بزرگ مرکزی به نام توده  $M_G$  در نظر بگیریم. از آن جا که شتاب مرکزگرای نگهدارنده این مدار دایره‌ای، توسط نیروی جاذبه گرانشی این هسته  $(M_G)$  و خورشید  $(M_\odot)$  به وجود می‌آید، لذا داریم

$$v_\odot^2 / R_\odot = GM_G / R_\odot^2 \quad (6-14)$$

در این رابطه  $V_\odot$  تندی دایره‌ای خورشید ( $220 \text{ km/s}$ )،  $R_\odot$  فاصله خورشید تا مرکز کهکشان ( $8/5 \text{ kpc}$ ) و  $G$  ثابت جهانی گرانش است. می‌توان از معادله (۶-۱۴) برای به دست آوردن جرم کهکشان ما درون مدار خورشید استفاده کرد:

$$\begin{aligned} M_G &= v_\odot^2 R_\odot / G \\ &= (220 \times 10^5 \text{ m/s})^2 (2/6 \times 10^2 \text{ m}) / (6/7 \times 10^{-11} \text{ m}^3/\text{kg}\cdot\text{s}^2) \\ M_G &= 1/9 \times 10^41 \text{ kg} \approx 10^{11} M_\odot \end{aligned}$$

بنابراین، اگر در نظر بگیریم که یک ستاره متوسط جرمی معادل خورشید دارد، نتیجه می‌شود که کهکشان ما حاوی تقریباً ۱۰۰ بیلیون ستاره خواهد بود (اگر چه، این فقط جرم داخل مدار خورشید است). سنگین‌ترین کهکشانهای ماریچی که تاکنون شناخته شده‌اند جرمی حدود ۱۰ برابر کهکشان خودی دارند.

### کاربرد مفهومی

قانون سوم کپلر و جرم کهکشان خودی

خورشید با تندی  $220 \text{ km/s}$  در فاصله حدود  $8/5 \text{ kpc}$  کهکشان خودی را دور می‌زند. فرض

کنید که خورشید در مدار دایره‌ای حرکت می‌کند. با اعمال قانون سوم کپلر به شکل بکار برده شده برای سیستم ستاره‌ای دو تایی [معادله (۱۲-۱)]، برای کهکشان:

$$M_G + M_{\odot} = \frac{R^3}{P^2}$$

که  $R$  بایستی به واحد نجومی و  $P$  برحسب سال باشد؛ آنگاه جرم برحسب واحد خورشیدی نتیجه می‌شود. در تندی  $220 \text{ km/s}$  حدود  $2/4 \times 10^8$  سال طول می‌کشد تا خورشید مدارش را یکبار کامل کند. اکنون  $R$  تقریباً  $8500 \text{ pc}$  و  $2/1 \times 10^5 \text{ AU} \approx 1 \text{ pc}$ ؛ بنابراین

$1/8 \times 10^9 \text{ AU} \approx 8500 \text{ pc}$  می‌شود. سپس

$$\begin{aligned} M_G + M_{\odot} &\approx M_G = (1/8 \times 10^9)^3 / (2/4 \times 10^8)^2 \\ &= (5/8 \times 10^{27}) / (5/8 \times 10^{16}) \\ &\approx 10^{11} M_{\odot} \end{aligned}$$

توجه داشته باشید که از جرم خورشید در مقابل جرم کهکشان صرف نظر کرده‌ایم.

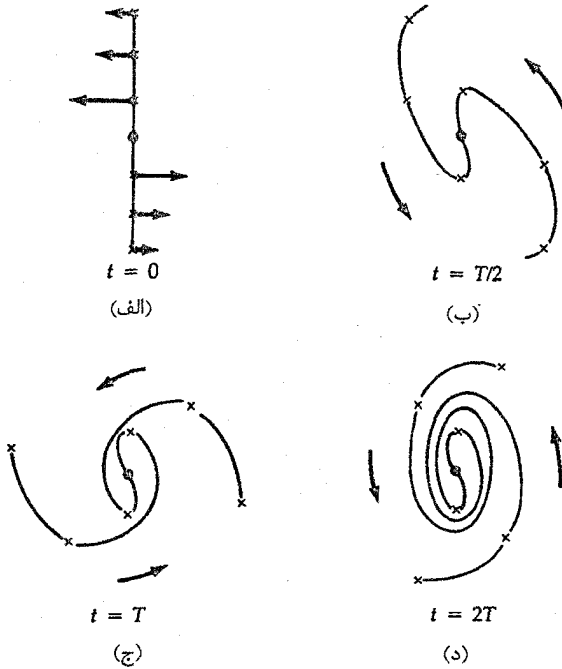
اگر معادله (۱۴-۶) را برای  $V$  حل کنیم، عموماً داریم

$$V = \left( \frac{GM}{R} \right)^{1/2}$$

بنابراین، برای حرکت کپلری،  $V$  به طور معکوس با جذر  $R$  تناسب دارد. اگر  $V$  را برحسب  $R$  ترسیم نمائیم، این رابطه اثر حرکت کپلری را نمایان می‌کند.

امروزه ما معتقدیم که پیدایش بازوهای مارپیچی کهکشان خودی نیز ناشی از اثرات دینامیکی می‌باشد. اگر چنین فرضی درست نمی‌بود، این اشکال می‌بایست فقط در چند گردش کهکشان برجیده و ناپدید می‌شدند [شکل (۱۴-۷)]. کهکشان در حدود  $15 \times 10^9$  سال سن دارد و در محل خورشید، هر  $240$  میلیون سال یک بار، یک دور بر خود می‌گردد ( $\approx 2\pi R_{\odot} / V_{\odot}$ )؛ این مدت برخلاف آن چیزی است که ما از یک ساختار مارپیچی انتظار داریم و قاعدتاً باید شکل دینامیکی قرص کهکشانی ثابت نباشد. چنین تصور می‌شود که هر بازوی مارپیچی شکل از یک موج چگالی در حال چرخش در داخل قرص کهکشانی، تشکیل شده باشد (فصل ۲۰). قرص اساساً نسبت به اختلالات چگالی (اساساً امواج صوتی) ناپایدار است، این اختلالات می‌توانند رشد یابند و ماده را در طول مسیرهای مارپیچی به سوی خود جذب نمایند، اما این امواج فقط با سرعتی برابر با نصف سرعت قرص می‌چرخند، به طوری که مواد در یک الگوی تراکمی در راستای چرخش کهکشان آرایش می‌یابند. تشکیل ستارگان در

قسمتی که گاز و غبار قرص در بازوی مارپیچی تراکم می یابند، آغاز می شود؛ به همین دلیل است که ستارگان جوان و داغ جمعیت I حدود مرزی ساختار مارپیچی را تشکیل می دهند.

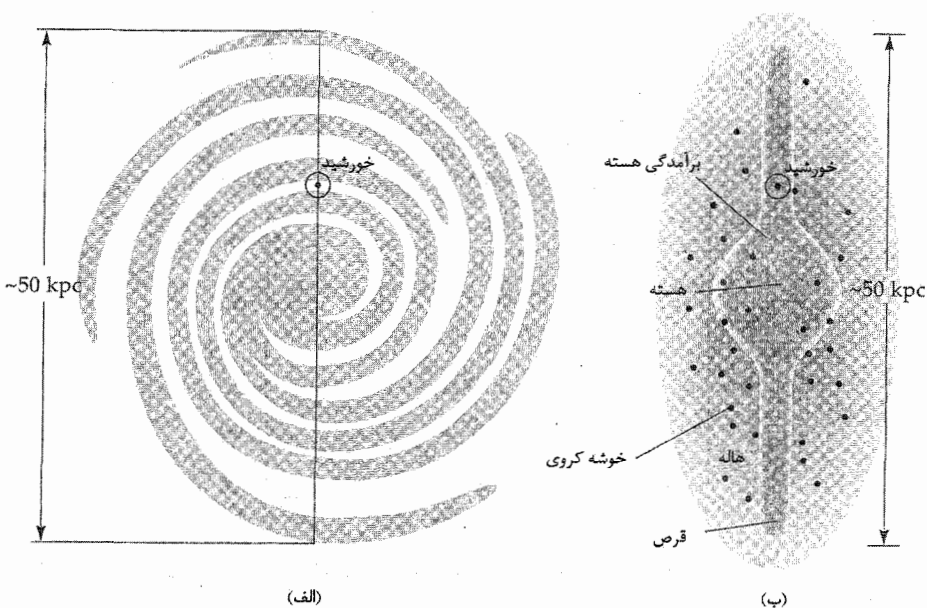


شکل ۱۴-۷. مساله چرخش. در این شکل "بازوهای مارپیچی" فرضی را مشاهده می کنید که از شش ستاره که در مدارهای کپلری حرکت می کنند، تشکیل شده اند. پس از دو چرخه شکل بازویی از بین می رود و تبدیل به یک الگوی کاملاً درهم پیچیده می شود.

## ۱۴-۵ یک الگوی کهکشان خودی

این فصل را با توصیف یک الگوی نمادین از کهکشان خودی به پایان می بریم. در این الگو سعی شده است که مشاهدات ما [جدول (۱۴-۱)] از کهکشان همراه با توضیحات فوق الذکر یک جا در برگرفته شوند [شکل (۱۴-۸)]. تمام کهکشان در داخل هاله کروی آن که قطری در حدود ۱۰۰ kpc دارد جمع شده است. در این جا تعداد اندکی از ستارگان هاله جمعیت II و خوشه های کروی (که حاوی ستارگان جمعیت II هستند) قرار گرفته اند. این اجرام در حالی که در امتداد مدارهای مایل با خروج از مرکز زیاد و با دوره تناوب نزدیک به  $10^8$  سال حول مرکز کهکشان

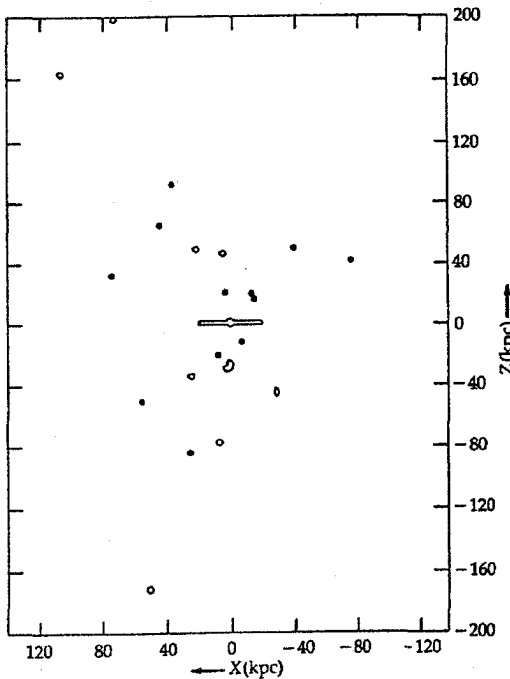
حرکت می‌کنند، یک پوش کروی را تعریف می‌کنند - بسیار شبیه ابر کروی دنباله‌دار که خورشید را در بر گرفته است [بخش (۷-۳)]. خوشه‌های کروی به دو زیر گروه تقسیم می‌شوند: زیر گروه اول با حرکات اتفاقی در یک توزیع کروی و بدون چرخش حول مرکز کهکشان؛ دیگری با توزیعی مسطح‌تر و یک تندی چرخشی متوسط در حدود  $\frac{1}{4}$  تندی دایره‌ای برای اجرام واقع در این فاصله. هاله خارجی کهکشان فاقد حدود مشخص است. مشاهدات ما از خوشه‌های کروی نشان می‌دهد که هاله حداقل  $100 \text{ kpc}$  امتداد دارد و سپس ابرهای ماژلان<sup>۱</sup> و کهکشانهای کوتوله را در بر می‌گیرد که هم دم‌های راه شیری هستند [شکل (۱۴-۹)]. علاوه بر این، هاله دارای مقداری گاز به شکل یک قرص گسترده نیز می‌باشد که ضخامت این قرص حجیم کمتر از  $10 \text{ kpc}$  است. این گاز انبوه، حاوی نواحی خنثی و یونیده است و با بقیه کهکشان هم چرخش می‌باشد. از آن جا که ما به سهولت می‌توانیم خارج از کهکشان را مشاهده نماییم، لذا مقدار غبار داخل هاله باید اندک باشد. هاله هم چنین حاوی ماده تاریک، تاکنون مشاهده نشده، می‌باشد.



شکل ۱۴-۸. الگوی کلی کهکشان خودی. (الف) از دید بالا نمایش ساختار بازوی مارپیچی. (ب) دید از پهلو، نمایش برآمدگی هسته‌ای و هاله.

جدول ۱۴-۱. خصوصیات عمومی کهکشان خودی

مقدار تقریبی	خصوصیت
۵۰ kpc	قطر قرص
۲۰۰ kpc	قطر هاله
$۸/۵ \pm ۱$ kpc	فاصله خورشید از مرکز
۸ pc	ارتفاع خورشید در بالای قرص
$۱۰^{۱۲} M_{\odot}$	جرم کل
$۸ \times ۱۰^۹ M_{\odot}$	جرم گاز
$۳ \times ۱۰^{۳۶}$ W	تابندگی نوری
$۰.۱۰۵ \frac{M_{\odot}}{pc^۳}$	چگالی ستارگان در همسایگی خورشید



شکل ۱۴-۹. فضای ناحیه محلی نزدیک به راه شیری، نمایش یک مقطع عرضی (در صفحه  $Z, X$ ) از توزیع ماده در هاله خارجی کهکشان: خوشه‌های کروی (نقاط)؛ کهکشانهای کوتوله (دوایر) و ابرهای ماژلان (قلوه‌ای شکل). مقیاس برحسب کیلو پارسک با فواصل نسبت به مرکز کهکشان. [انتخاب شده از نمودار ب. کارنی<sup>۱</sup>]

دو نیمه هاله کروی به صورت صفحه کهکشانی حلقوی است. هم چنانکه به طرف داخل صفحه کهکشانی پیش می‌رویم، تراکم فضایی ستارگان افزایش می‌یابد و فراوانی فلزی آنها نیز افزوده می‌گردد. اکنون به قرص کروی کهکشانی ضخیم رسیده‌ایم که ضخامت آن در حدود ۱ kpc بوده و یک برآمدگی مرکزی بزرگ نیز در مرکز آن واقع است. در حدود نیمی از جرم کهکشان در این جا واقع است، یعنی در ستارگان جمعیت قرص که در مدارهایی با خروج از مرکز اندک به دور مرکز کهکشان می‌چرخند. عمر این ستارگان عمدتاً زیاد است.

برآمدگی مرکزی ( $R \leq 1 \text{ kpc}$ ) برای مشاهده بسیار سخت می‌باشد. فراوانی فلزی ستارگان پیر واقع در درون برآمدگی در بازه‌ای کمتر از تا بیشتر از مقدار خورشید قرار دارد. اگر چه برآمدگی توسط ستارگان پیر پر شده است، اما حاوی تعدادی ستاره جوان می‌باشد که صفحه را قطع می‌کنند.

در مرکز اصلی کهکشان یک هسته سنگین (حدود  $10^6 M_{\odot}$ ) کوچک (به قطر کمتر از ۱ pc) وجود دارد. در سایر کهکشانهای مارپیچی، هسته مزبور دارای ظاهر ستاره‌ای شکل است، اما در کهکشان ما این هسته به علت ابهام دید بین ستاره‌ای داخل صفحه کهکشانی از نظر پنهان است. آنچه وجود این هسته را اثبات می‌کند گسیل حرارتی و تابش پیوستار رادیویی غیر حرارتی، تابش فروسرخ، پرتوهای X، و حتی پرتوهای گاما است. در فروسرخ در طول موجهای نزدیک به  $2 \mu\text{m}$ ، قطر هسته کهکشان ۳۰ ثانیه قوسی است (یعنی  $1/5 \text{ pc}$  برحسب ابعاد خطی!) همراه با چندین منبع نزدیک کروی شکل به شعاع ۱۰ pc. هسته کهکشان ممکن است یک خوشه ستاره‌ای فوق العاده فشرده باشد که وقایع بسیار شدیدی در درون آن رخ داده‌اند و وجود دارند، یا آن ممکن است یک جسم منفرد بسیار سنگین باشد، احتمالاً یک سیاهچاله.

در خط وسط قرص، صفحه کهکشانی واقع است که بازوهای مارپیچی آن ناحیه‌ای به قطر تنها ۵۰۰ pc را اشغال می‌کنند (توجه کنید که این حقیقتاً چقدر نازک است؛ نسبت قطر به ضخامت در حدود ۱۰۰ به ۱ است). ستارگان نوزاد در جمعیت I در اثر تابندگی‌های زیاد و عمر کوتاه خود، وجود امواج چگالی مارپیچی را که به دور صفحه کهکشانی انتشار می‌یابد، آشکار می‌کنند. ابرهای میریاد<sup>۱</sup> متشکل از گاز هیدروژن و غبار، صفحه کهکشانی را اشغال می‌نمایند و تا حدی گرایش دارند که در نزدیکی اشکال مارپیچی جمع شوند. نواحی بین بازویی حاوی تعدادی از ستارگان جمعیت قرص و جمعیت I سالخورده هستند و چگالی عددی ستاره‌ای در



آنها حدود ۱۰ درصد بازو است.

خورشید ما که یک ستارهٔ جمعیت I با سنی در حدود ۵ میلیارد سال است، در فاصله  $۸/۵ \text{ kpc}$  از مرکز کهکشان در لبهٔ داخلی یک بازوی مارپیچی قرار دارد. با وجود این که خورشید دقیقاً در صفحهٔ کهکشانی قرار نگرفته است، ولی فقط فاصلهٔ ناچیزی از آن دارد. خورشید همزمان با حرکت منظومهٔ شمسی، هر ۲۴۰ میلیون سال یک بار، در یک مسیر با خروج از مرکز ناچیز، یک دور به گرد مرکز کهکشان می‌چرخد. ستارگان همسایهٔ ما، همراه با یکدیگر در یک مدار چرخش با  $l = 90^\circ$  نسبت به کهکشان قرار گرفته‌اند و یک نوار مرزی از راه شیری را به وجود می‌آورند که آسمان را نسبت به مرکز آن در صورت فلکی کمان احاطه می‌کنند.

خورشید در قرص نازک قرار دارد که مقیاس ارتفاع عمودی آن تنها چند ده پارسک می‌باشد و اکثر ستارگان در مجاورت خورشید، درون آن می‌باشند. این ستارگان تقریباً دارای مدارهای دایره‌ای، فراوانی‌های فلزی مشابه خورشید، و عمرهایی در بازه سالخورده تا نوزاد می‌باشند. هم چنین قرص نازک حاوی گاز و گرد و غبار کهکشانی است که مقیاس ارتفاع آن کوچکتر از کمیت مزبور برای ستارگان می‌باشد.

### مفاهیم و معادلات کلیدی

حرکت کپلری

$$V = \sqrt{\frac{GM}{R}}$$

و

$$V \propto R^{-1/2}$$

شمارشهای ستاره‌ای

$$N(r) = n(r) r^2 dr dw$$

یا

$$\log N(m) = 0.6m + C$$

### مسائل

۱. با استفاده از یک نمودار ساده، توضیح دهید چرا کهکشان ما نظیر راه شیری در آسمان شب ظاهر می‌شود.

۲. با استفاده از شکل (۱۴-۴) اشکال گوناگون راه شیری در غروب فصول مختلف را برای یک ناظر در نیومکزیکو توصیف کنید. از افق سیستم مختصات ارتفاع - سمت استفاده کنید و تمایل راه شیری نسبت به افق و قابل مشاهده بودن صورت فلکی کمان را یادآوری کنید.

۳. نسبت شمارش انتگرال با فرض این که ستارگان به طور یکنواخت در فضا توزیع شده‌اند برابر است با  $N(m+1)/N(m) = 3/98$ . یک نمودار نمادین  $\log N(m)$  در مقابل  $m$  ترسیم کنید و نشان دهید که چه اثری را هر یک از حالات بعدی ایجاد می‌کنند:
- (الف) توزیع یکنواخت تیره‌کنندگی بین ستاره‌ای یک قدر بر کیلو پارسک  
(ب) ابرگرد و غبار بین ستاره‌ای بسیار جاذب متمرکز در قدر ظاهری  $m$
۴. چه جمعیت ستاره‌ای را انتظار دارید پیدا کنید (و چرا)?
- (الف) در هسته کهکشان ما  
(ب) در بازوهای کهکشان زن به زنجیر بسته  
(ج) در خوشه ستاره‌ای پروین  
(د) در فضای بین کهکشانی (در ورای هاله)  
(ه) در برآمدگی کهکشانی
۵. (الف) یک خوشه کروی در یک مدار بیضی شکل ( $e = 0.9$ ) حول مرکز کهکشان ما واقع است که به نقطه اوج کهکشانی (دورترین فاصله از مرکز) در فاصله ۴۰ کیلو پارسک، می‌رسد. فاصله حضیض کهکشانی (نزدیک‌ترین) چقدر است و چه مدت لازم خواهد بود که این خوشه مدار را یک دور بزند?
- (ب) تندی فرار تقریبی از کهکشان در همسایگی خورشید چنانچه تندی مداری دایره‌ای خورشید حول مرکز کهکشان  $220 \text{ km/sec}$  باشد، چقدر است?
۶. مرکز کهکشان ما را که به صورت یک خوشه ستاره‌ای کروی به شعاع  $R$  و چگالی جرمی یکنواخت  $\rho$  باشد، در نظر بگیرید.
- (الف) جرم کل این خوشه  $M$  چقدر است?  
(ب) جرم داخل کره‌ای به شعاع  $r < R$  چقدر است?  
(ج) تندی زاویه‌ای  $\omega$  ستاره در مدار دایره‌ای به فاصله  $r (< R)$  از مرکز خوشه برحسب  $M$  چقدر است؟ توجه کنید  $\omega = \frac{v}{r}$  که  $v$  تندی مداری دایره‌ای ستاره برحسب کیلومتر بر ثانیه است.
- (د) با استفاده از یک مقایسه، توضیح دهید چرا به عنوان چرخش جسم صلب به نتیجه قسمت (ج) ارجاع می‌دهیم.
۷. فرض کنید که ممکن است قرص کهکشانی توسط یک لوح صفحه موازی به ضخامت ۵۰۰

پارسک و صفحه کهکشانی در خط میانی آن تقریب زده شود. خورشید را در صفحه کهکشانی در نظر بگیرید.

(الف) چند قدر جذب در  $90^\circ = b$  وجود دارد؟

(ب) چند قدر جذب در عرض کهکشانی عمومی  $b$  وجود دارد؟

(ج) توضیح دهید چرا ناحیه  $10^\circ \leq b$  به "منطقه ممنوع" (اساساً تیرگی کامل برحسب قدر ظاهری) نامیده می شود.

۸. در جهت عمود بر صفحه کهکشانی، تقریباً برآمدگی کهکشانی چقدر ضخیم است (برحسب کیلو پارسک)؟

۹. این فصل پیشنهاد می کند ستارگان هنگامی شکل می گیرند که مواد قرص (گاز و غبار) توسط یک موج چگالی ربوده شوند. فرض کنید که ستارگان نوزاد حول مرکز کهکشان با یک تندی دایره ای مناسب برای فاصله شان، حرکت می کنند.

(الف) یک ستاره  $O$  در چه فاصله ای از بازوی مارپیچی محل تولدش بعد از یک میلیون سال قرار خواهد گرفت؟

(ب) آیا متعجب می شوید خورشید ما را در یک بازوی مارپیچی (یا حداقل نزدیک یکی) پیدا کنید؟

۱۰. اگر جذب بین ستاره ای به طور متوسط یک قدر بر کیلو پارسک باشد، عمق نوری برای این جذب را در صفحه کهکشانی محاسبه کنید.

۱۱. برای هر یک از فواصل روی محور [شکل (۱۴-۶)]، قدر مطلق را به تابندگی (برحسب واحد خورشیدی) تبدیل کنید. تابندگی را در تعداد ستارگان برای هر فاصله ضرب کنید. جدولی از حاصل ضرب تعداد ستارگان در تابندگی در مقابل قدر مطلق بسازید. اگر این ستارگان نماینده کهکشان خودی باشند، در چه قدر مطلق (شمارش به طرف بالا) ۹۵ درصد تابندگی کهکشانی، به حساب می آید؟ تقریباً چه گستره ای از نمونه های طیفی تابندگی کل کهکشان را در بر می گیرد؟

۱۲. تمرین قبل را تکرار کنید. به استثناء این که تابندگی را توسط فرمول تقریبی  $M \approx L^{1/3}$  تبدیل کنید، که  $M$  و  $L$  برحسب واحدهای خورشیدی هستند. آیا بیشتر جرم در ستارگان با جرم زیاد، کم و یا میانه قرار دارد؟ به طور تقریبی چه گستره ای از نمونه های طیفی بیشترین جرم کهکشان را دارا هستند؟

۱۳. ستاره ذنب الدجاجة در صورت فلکی دجاجة یکی از روشنترین ستارگان است که با چشم غیر مسلح مری می‌باشد. بنابراین ستارگانی نظیر ذنب الدجاجة دورترین ستارگانی هستند که می‌توانیم در کهکشان خودی به بینیم.

(الف) برای قدر مری ظاهری  $1/3$  و فاصله  $430 \text{ pc}$ ، قدر مری مطلق ذنب الدجاجة را حساب کنید (از جذب بین ستاره‌ای چشم‌پوشی کنید).

(ب) با چشم‌پوشی از جذب بین ستاره‌ای، ستاره‌ای نظیر ذنب الدجاجة چقدر دور می‌تواند باشد تا به چشم غیرمسلح ( $m = 6$ ) مری باشد؟

(ج) ذنب الدجاجة نزدیک به صفحه کهکشانی قرار دارد. با فرض جذب بین ستاره‌ای ثابت ۱ قدر بر کیلوپارسک، جذب به طرف ذنب الدجاجة را برحسب قدر تخمین بزنید.

(د) با فرض جذب بین ستاره‌ای، ستاره‌ای نظیر ذنب الدجاجة چقدر دور می‌تواند باشد تا به چشم غیر مسلح مری باشد؟

۱۴. فرض کنید که جذب بین ستاره‌ای در صفحه کهکشانی دارای مقدار تقریباً ثابت ۱ قدر بر کیلوپارسک است.

(الف) قدر مطلق کم نورترین ستاره‌ای که ممکن است در مرکز کهکشان توسط تلسکوپی با حد قدری  $23/5$  آشکارسازی شود، چقدر است؟

(ب) این نتیجه را با مقداری که اگر خاموشی بین ستاره‌ای وجود نداشته باشد، مقایسه کنید.

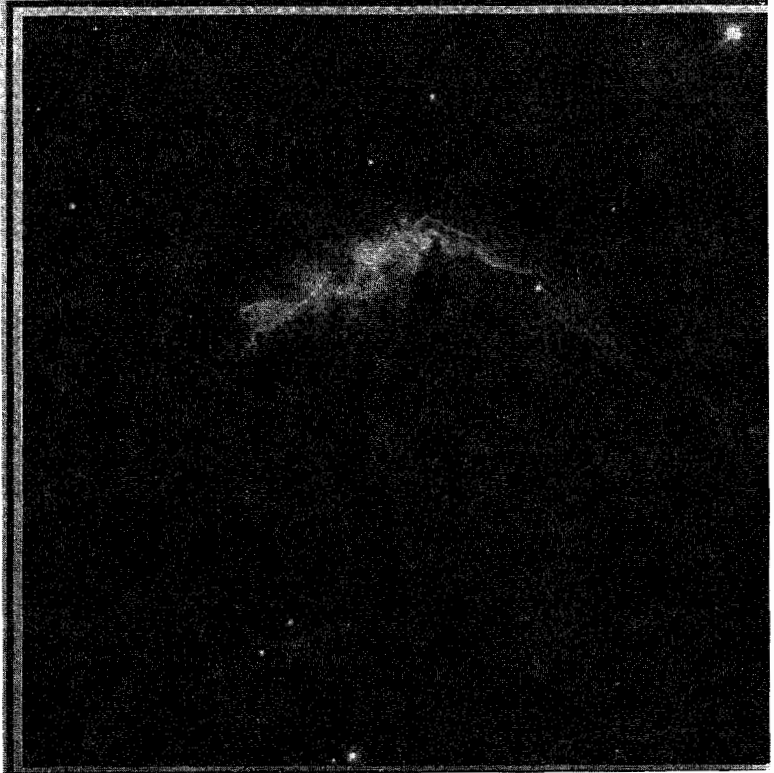
(ج) در هر یک از حالات، چه ستارگانی از نمودار H-R قدر مطلق لازم را دارا می‌باشند؟

(د) در حقیقت این ستارگان واقع در مرکز کهکشان در طول موجهای مری قابل رویت نیستند. فرض کنید که ستارگان وجود دارند، چرا فکر می‌کنید آنها قابل رویت نیستند؟

۱۵. (الف) با فرض خاموشی بین ستاره‌ای ثابت ۱ قدر بر کیلوپارسک، بیشینه فاصله یک خوشه کروی روشن در کهکشان خودی با استفاده از تلسکوپی با قدر مری حدود  $23/5$ ، چقدر است؟

(ب) خوشه‌های کروی در اطراف کهکشان زن به زنجیر بسته ( $M_3$ ) که کهکشان مارپیچی نزدیکی در فاصله  $960 \text{ kpc}$  از کهکشان خودی است، مشاهده می‌شوند. این مشاهده را با پاسختان در قسمت (الف) تطبیق دهید.

### محیط بین ستاره‌ای و تولد ستاره



ما شکل عمومی کهکشان خودمان و ستارگان متنوع موجود در آن را مورد مطالعه قرار داده‌ایم و اکنون توجه خود را به نواحی وسیعی از فضای بین ستارگان، تحت عنوان محیط بین ستاره‌ای (ISM) معطوف می‌نمائیم. همچنان که منظومه شمسی ما گازها و پلازما (باد خورشیدی)، میدانهای مغناطیسی، ذرات و سنگها را شامل می‌شود، به همین صورت هم فضای بین ستاره‌ای با گاز، غبار، میدانهای مغناطیسی و ذرات پر شده است. این فصل اختصاص داده شده است به غبار و گاز در قرص کهکشانی. گاز و غباری که توده بین ستاره‌ای را می‌سازند و در این بین، از ابرهای متراکم مولکولی، ستارگان جدید و سیارات متولد می‌گردند.

## ۱-۱۵ غبار بین ستاره‌ای

غبار بین ستاره‌ای به همراه گاز در محیط بین ستاره‌ای وجود دارد. به طور متوسط، در هر میلیون متر مکعب فقط یک ذره وجود دارد، اما غبار، مقدار یک درصد کل جرم محیط بین ستاره‌ای را تشکیل داده و می‌تواند جلوی نور حاصل از اشیاء دور دست و یا آنهایی را که با ابرهای متراکم پوشیده شده‌اند بگیرد. بازاء جرم معینی از گرد و غبار، کدری بیشتری از همان مقدار گاز تولید می‌شود. یکی از اهداف مهم برای ستاره‌شناسانی که با سیستمهای فروسرخ و رادیویی سروکار دارند، شکافتن و نفوذ کردن در این پوشش غبار در جهت درک چگونگی مراحل تولد ستارگان می‌باشد.

## (الف) سحابی‌های تاریک و خاموشی

رقم بزرگی از قسمتها و اجزاء تاریک، کهکشانی راه شیری را پر کرده‌اند. این سحابی‌های تاریک ابرهایی کدر هستند که نور ستارگان پشت خود را محو می‌کنند. در خیلی از موارد سحابی‌های تاریک در مجاورت و یا روی سحابی‌های روشن قرار می‌گیرند؛ یک مثال مشهور آن سحابی سراسبی در صورت فلکی جبار است [شکل (۱-۱۵)]. گاهی نواحی تاریک خیلی کوچک که سحابی‌های روشن را می‌پوشانند، گلبول نامیده می‌شوند [شکل (۲-۱۵)].

مشکل خیلی بزرگ در رویت و آشکار نمودن ستارگان، کدرشدگی عمومی ایجاد شده توسط غبارها است که به صورتی یکنواخت توزیع شده و نسبت به ابرهای تاریک رقیق‌تر می‌باشند. ما قبلاً وجود این کدری را در بحث شمارش‌های ستاره‌ای [بخش (۲-۱۴)] یادآوری نمودیم.

جذب عمومی توسط غبار نیازمند این است که معادلهٔ مربوط به اندازه‌گیری فواصل از شکل

$$m - M = \Delta \log d - \Delta \quad (1-15)$$

به صورت

$$m - M = \Delta \log d - \Delta + A \quad (2-15)$$

مجدداً نوشته شود، که در آن  $A$  معرف مقدار کل جذب (برحسب قدر در طول موج مشاهده شده) در فاصله  $d$  از خورشید،  $m$  قدر ظاهری، و  $M$  قدر مطلق می‌باشند. توجه داشته باشید که هر زمان جذب بین ستاره‌ای در میان باشد، ستاره‌ها کم نورتر ( $m$  بزرگتر) و بنابراین، دورتر به نظر می‌رسند.

اگر جذب بین ستاره‌ای عمومی، دقیقاً در تمام کهکشانی یکنواخت می‌بود،  $A$  می‌توانست به

صورت تابع ساده‌ای از فاصله باشد،  $A = kd$ . مشاهدات به وضوح نشان می‌دهند که اگر چه جذب عمومی جزء - جزء است ولی مجموع کل جذب بین ما و یک ستاره یا یک خوشه بسته به جهت در آسمان و همچنین بسته به مشخصه‌های فضای مابین تفاوت می‌کند.



شکل ۱۵-۱. سحابی سراسبی. این ابر تاریک در صورت فلکی جبار قرار دارد. (رصدخانه پالومار، انستیتوی فن آوری کالیفرنیا)

### (ب) قرمز شدگی بین ستاره‌ای

جذب  $A$  در معادله (۱۵-۲) به طول موج بستگی دارد. غبار بین ستاره‌ای بین ما و یک ستاره، نور ستاره را برای تمام طول موجها به طور یکسانی کاهش نمی‌دهد و نورهای متمایل به رنگ آبی به نسبت بیشتری از نورهای قرمز رنگ پراکنده می‌شوند. به عنوان یک نتیجه، نور حاصل از یک ستاره نسبت به عدم حضور گردو غبار قرمزتر به نظر می‌رسد - از این رو عبارت قرمز شدگی بین ستاره‌ای معنی دارد. کدوری تقریباً شکلی از پراکندگی است تا این که جذب باشد. قرمز شدگی برخاسته از پدیده‌ای به نام پراکندگی انتخابی است؛ از این جهت که اگر تعداد مساوی از فوتونهای نوری قرمز و آبی به ابری از غبار برخورد کنند مقادیر بیشتری از فوتونهای آبی از دسته نور خروجی پراکنده می‌گردند. از این رو، قسمت زیادی از فوتونهای قرمز به میان ابر نفوذ کرده و به خارج راه می‌یابند و به چشم ناظر می‌رسند [شکل (۱۵-۳)]. در این حالت، نور آبی شدن را از دست می‌دهد تا این که قرمزتر شود.



شکل ۱۵-۲. یک ناحیه HII، مزیر ۱۶، سحابی عقاب. به گلبولها و خط‌های تاریک توجه کنید. (KPNO/NOAO)

بایستی قرمزشدگی شاخص رنگ مشاهده شده ستاره را افزایش دهد. افزایش رنگ را به صورت اختلاف بین شاخص‌های رنگ مشاهده شده و ذاتی تعریف می‌کنیم [بخش (۱۱-۴)ب]

$$CE = CI - (CI \text{ (ذاتی) - مشاهده شده}) \quad (۱۵-۳)$$

شاخص رنگ ذاتی ستاره بستگی به نمونه طیفی ستاره داشته و می‌تواند از یک طیف ایجاد شود. همچنین برای ستاره‌شناسان امکان‌پذیر است که افزایش رنگ را بدون برداشتن نوار طیفی، تنها بوسیله مقایسه دو شاخص رنگ از قبیل  $(B-V)$  و  $(U-B)$  تعیین کنند.

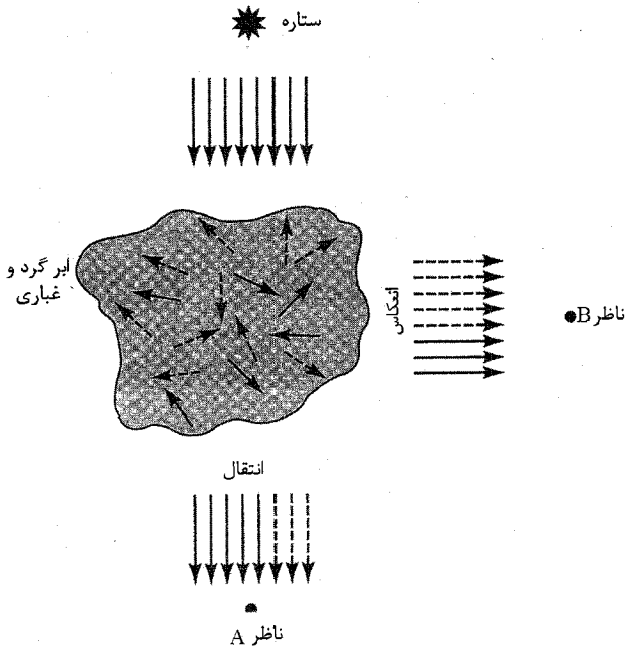
بستگی خاموشی (جذب) بین ستاره‌ای به طول موج، از مقایسه روشنایی ستارگان رده طیفی یکسان در چندین طول موج، پیدا شده است. از چنین مقایسه‌ای در ستاره‌هایی که به درجاتی متفاوت قرمز شده‌اند، ستاره‌شناسان دریافتند که خاموشی در ناحیه مرئی متناسب با عکس طول موج  $1/1$  می‌باشد. چنین داده‌هایی این نکته را تثبیت کردند که در بیشتر نواحی کهکشان خودی، جذب در قدرهای مرئی سه برابر افزایش رنگ می‌باشد (بهترین مقدار فعلی



۳/۲ است)؛ بنابراین

$$A_v \approx 3 (CE) \quad (۴-۱۵)$$

ما می‌توانیم با استفاده از این مقدار به دست آمده برای  $A$  و به کار بردن آن در معادله (۲-۱۵) فاصله واقعی تا ستاره را تعیین کنیم و البته این در صورتی است که ستاره یک توزیع طیفی ویژه و عجیب و یا اثری طبیعی از ذرات غبار را بلافاصله در مجاورت خود دارا نباشد.



شکل ۱۵-۳. پراکندگی و قرمز شدگی. دانه‌ها در یک ابر غباری نور آبی (پیکانهای خط چین) را به طور موثرتری از قرمز (پیکانهای توپر) پراکنده می‌کند. بنابراین، ناظر  $B$  یک سحابی انعکاسی آبی را می‌بیند و ناظر  $A$  نور ستاره‌ای قرمز شده را ملاحظه می‌کند.

## کاربرد مفهومی

### افزایش رنگ

به ستاره‌ای از نوع طیفی  $G \cdot V$  با  $m_v = 13/0$  و  $CI = 1/6$  توجه کنید. نمودار H-R نشان می‌دهد که یک ستاره از این نمونه طیفی دارای شاخص رنگ ذاتی  $0/6$  و  $M_v = 5$  می‌باشد. بنابراین، از معادله (۳-۱۵)،  $CE = 1/0$  و از معادله (۴-۱۵)،  $A_v \approx 3/0$  حاصل می‌شود. اکنون با جایگذاری در معادله (۲-۱۵):

$$m_v - M_v = 5 \log d - 5 + A_v$$

به دست می‌آوریم

$$13/0 - 5/0 = 5 \log d - 5 + 3$$

$$\log d = 2$$

$$d = 100 \text{ pc}$$

اگر چه به نظر می‌رسد ستاره در فاصله ۴۰۰ پارسکی می‌باشد، اما مقدار واقعی فاصله ۱۰۰ pc است. یا می‌توانیم بگوییم که مدول حقیقی فاصله برابر است با

$$m_v - M_d = m_v - M_v - A_v = 5 \log (d/10)$$

$$= 13 - 5 - 3 = 5$$

اجازه دهید بحث را بیشتر کمی نماییم. با بازنویسی معادله (۱۵-۲) داریم:

$$m_\lambda - M_\lambda = 5 \log d - 5 + A_\lambda \quad (5-15)$$

که اندیس ( $\lambda$ ) تاکید بر وابستگی خاموشی به طول موج دارد. توجه کنید که  $A_\lambda$  مقدار جذب در طول خط دید است، بنابراین

$$A_\lambda = k_\lambda d$$

که  $k_\lambda$  جذب یا ضریب خاموشی است و به سطح مقطع خاموشی  $\sigma_\lambda$  و چگالی عددی توزیع ماده جذب کننده ( $n$ ) بستگی دارد. به طور متوسط،  $k_\lambda = 1$  تا ۲ قدر بر کیلو پارسک است.

مقدار خاموشی مستقیماً با ویژگیهای فیزیکی ماده غباری ارتباط دارد. یادآوری می‌کنیم (بخش ۷-۸) برای نوری به شدت ( $I(0)$ ) از میان یک ورقه یکنواخت به ضخامت  $L$  عبور

کند، مقدار جذب چنین نتیجه می‌شود:

$$I(L) = I(0) \exp(-\tau_\lambda)$$

که عمق نوری برابر است با؛

$$\tau_\lambda = \sigma_\lambda \int_0^L n(l) dl = \sigma_\lambda n L$$

بنابراین، در طول فاصله  $d$  از محیط بین ستاره‌ای،

$$\tau_\lambda = \sigma_\lambda \int_0^d n(r) dr = \sigma_\lambda n d$$

باین شرط که  $n(r)$  یا چگالی عددی ذرات جذب کننده در طول خط دید یکنواخت باشد.

اکنون شدت نسبی  $I/I(0)$  با اختلاف قدر  $\Delta M_\lambda$ ، به صورت زیر مرتبط است،

$$\begin{aligned}\Delta M_\lambda &= -2.5 \log [I/I(0)] \\ &= -2.5 \log [\exp(-\tau_\lambda)] \\ &= 2.5 (\log e) \tau_\lambda \\ &= 2.5 (0.434) \tau_\lambda = 1.086 \tau_\lambda\end{aligned}$$

چون تغییرات در قدر  $\Delta M_\lambda$ ، جذب  $A_\lambda$  می باشد؛

$$\begin{aligned}A_\lambda &= 1.086 \tau_\lambda \\ &= 1.086 \sigma_\lambda n d = k_\lambda d\end{aligned}\quad (6-15)$$

که

$$\sigma_\lambda = \pi a^2 Q_\lambda$$

در این جا  $a$  شعاع ذرات غبار و  $Q_\lambda$  ضریب خاموشی آنها است که آن را می توان در آزمایشگاه و از روی خواص نوری مواد مناسب محاسبه نمود. توجه داشته باشید که جذب بر حسب قدر تقریباً برابر با عمق نوری می باشد.

### (ج) قطبش بین ستاره ای

اساساً نور گسیل شده توسط ستاره ها غیر قطبیده می باشد. با این وجود، مشاهدات وجود قطبش را در نور ستاره ها تا حدود ۱۰ درصد در طول موجهای نوری نشان می دهند. طبیعت و خواص نور قطبیده را در بخش (۸-۱) به بینید. مقدار قطبش مستقیماً با مقدار قرمز شدگی بین ستاره ای متناسب است: برای ستاره هایی با افزایش رنگ خیلی زیاد قطبش شدیدی قابل دریافت است. بنابراین، غبار بین ستاره ای عامل ایجاد قطبش نوری بیشتر نور ستاره می باشد (اگر چه بعضی از ستاره ها اغلب قطبشی متغیر و ذاتی را نشان می دهند).

ما قطبش را با اندازه گیری شدت نور انتقال یافته از میان یک صافی قطبی کننده و یا دیگر تجزیه کننده های قطبشی آشکار می کنیم. یک چنین صافی بیشینه شدت نور  $I$  را در یک جهت و کمینه شدت  $I_\perp$  را وقتی به اندازه ۹۰ درجه چرخانده شود، عبور می دهد. کسر قطبش نور را بوسیله رابطه زیر تعریف می کنیم

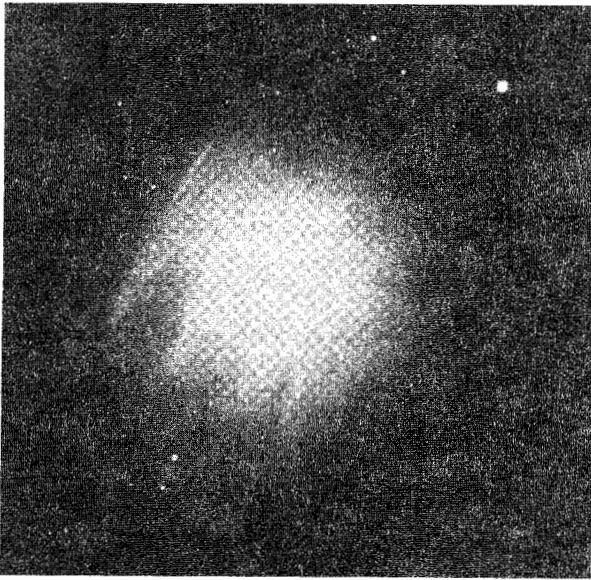
$$FP = (I - I_\perp) / (I + I_\perp)$$

برای نور کاملاً غیرقطبیده داریم،  $I = I_{\perp}$  و  $FP = 0$  و برای یک نور قطبیده خطی  $I_{\perp} = 0$  و  $FP = 1$ .

ذرات غیر کروی می‌توانند نور را قطبیده کنند و برای نورهایی که موازی با محور بلند یک ذره کشیده شده ارتعاش می‌کنند، از ارتعاش در جهت عمود بر این محور، بیشتر کاسته خواهد شد. از این رو، کشف قطبش بین ستاره‌ای راهتماییها و اطلاعاتی درباره ماهیت دانه‌های غبار بین ستاره‌ای به دست می‌دهد. گذشته از این، حتی ذرات غیر کروی هم اگر به طور اتفاقی جهت دار شده باشند قادر به قطبی کردن نور نمی‌باشند. به طور متوسط، چنین دانه‌هایی در طول خط دید بایستی از یک جهت‌یابی ممتاز، برای پدید آمدن قطبش، برخوردار باشند. تحت بعضی شرایط، حتی میدانهای مغناطیسی نسبتاً ضعیف می‌توانند ذرات را همسو کنند. اکنون، یک الگو متصور نمودن ذراتی است که حول محورهای کوچک خود دوران نموده و در جهت میدان مغناطیسی صف‌آرایی کرده و امتداد یافته‌اند. بنابراین، ما می‌توانیم داده‌های حاصل از قطبش را برای ترسیم میدان مغناطیسی کهکشان آن‌طور که از خورشید دیده می‌شوند، مورد استفاده قرار دهیم. شدت قطبش هنگامی که میدانهای مغناطیسی عمود بر خط دید ما باشند قوی بوده و بلعکس هنگامی که ما در جهت میدان نگاه کنیم، ضعیف و اتفاقی خواهند بود (به طرف پایین لوله شار مغناطیسی). مشاهداتی که از قطبش‌های بین ستاره‌ای صورت گرفته‌اند اشاره بر این نکته دارند که میدان مغناطیسی کهکشان (به طور متوسط) در امتداد بازوهای مارپیچی واقع می‌شود. همچنان که در بخش (۲۰-۴ الف) بحث خواهد شد، قطبش بین ستاره‌ای رادیویی ارتباط قطبش نوری به میدان مغناطیسی را تایید می‌کند.

#### (د) سحابی‌های انعکاسی

وقتی یک ابر غبار به جای آن که میان ناظر و ستاره قرار گیرد در مجاورت ستاره واقع شود، نور را از ستاره به طرف ناظر پراکنده می‌کند. این مشابه نوعی از پدیده پخش‌شدگی است که عامل ایجاد قرمزشدگی بین ستاره‌ای است، اما در این جا به جای رویت نور از میان صافیهایی از غبار، می‌بینیم که نور از ستاره خارج و در جهت ابر پراکنده می‌شود [شکل (۱۵-۴)] - یک سحابی انعکاسی. هر یک از ذرات غبار قسمتی از نور ستاره را به سوی ما پراکنده می‌کنند. سحابی‌های انعکاسی نسبت به ستاره‌ای که نور آن را پراکنده می‌سازند آبی‌تر به نظر می‌رسند و از این رو ذرات، نور آبی را به طور موثرتری نسبت به نور قرمز پراکنده می‌کنند.



شکل ۱۵-۴. یک سحابی انعکاسی، که توسط یک ابر غباری اطراف ستاره مروپ<sup>۱</sup> در خوشه پروین تولید شده است. (رصدخانه‌های نجومی نوری ملی).

یکی از اشکال مشاهده‌ای عمده سحابی‌های انعکاسی این است که نور آنها به مقدار زیادی قطبیده است - غالباً به میزان ۲۰ تا ۳۰ درصد. اما، نوری که توسط ستاره‌ها منتشر می‌گردد نوعاً غیرقطبیده است. نور هنگامی قطبیده تخت می‌گردد که توسط ذرات کوچک، پراکنده شده باشد. به دلیل این که نور یک موج عرضی است، قطبش رخ می‌دهد و ذرات خیلی کوچک نور را در جهتی عمود بر جهت تابش آن پراکنده می‌کنند. این نوع قطبش با قطبش بین ستاره‌ای عمومی از این نظر متفاوت است که از انعکاس عوض انتقال نور نتیجه می‌شود. این قطبش به طبیعت محیط و همچنین زوایای تابش نور ستاره‌ای و خط دید مشاهده کننده بستگی دارد. پس ما ممکن است دوباره بعضی از خصوصیات دانه‌های غبار موجود در اطراف ستاره‌ها را با مشاهده قطبشی که حاصل از نور انعکاسی ستاره است، نتیجه بگیریم. چنین مشاهدات قطبیده‌ای در فروسرخ نزدیک نیز ممکن می‌باشند، بنابراین به طور غیرمستقیم توزیع غیر کروی دانه‌های غبار (نظیر قرص‌ها) در اطراف ستارگان قابل آشکارسازی می‌باشند.

## (ه) طبیعت دانه‌های بین ستاره‌ای

آثار مشاهده شده از دانه‌های بین ستاره‌ای از قبیل: قرمزشدگی بین ستاره‌ای، خاموشی، انعکاس و قطبش، آثار و مدارکی را از ماهیت ذرات مورد بحث به دست می‌دهند. اگر چه هم نظریه پردازها و هم محققین تجربی کار فعالیت پیوسته‌ای را در جهت کشف رموز این داده‌ها انجام داده‌اند، ولی تاکنون قادر به پیدا کردن یک پاسخ کامل نبوده‌اند. احتمالاتی که می‌توانند بیشتر این مشاهدات را تا حدی توضیح دهند در ذیل می‌آوریم:

(۱) دانه‌های یخی کثیف و کشیده شده

(۲) دانه‌های گرافیت (کربن)

(۳) ذراتی با هسته‌های کوچک و گوشته یخی بزرگ

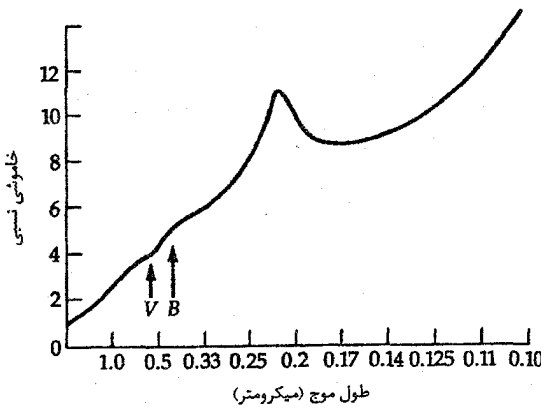
(۴) مولکولهای پیچیده بزرگ که هیدروکربورهای چند چرخه‌ای معطر نامیده می‌شوند  
(PAHS)

(۵) ذرات سیلیسی

قدرت کدرشدگی بین ستاره‌ای و مشخصه‌های قرمزشدگی مستلزم وجود دانه‌های جامد است. قطبش بین ستاره‌ای مستلزم وجود ذرات غیرکروی است که می‌توانند در طول میدان مغناطیسی صف آرایی نمایند؛ ذرات یخ خالص حذف شده‌اند، زیرا آنها فاقد خاصیت مغناطیسی می‌باشند. کربن به صورت گرافیت، به سهولت به شکل صفحات مسطح یا ورقه‌ای در می‌آید و ذرات گرافیت یا هسته گرافیت می‌توانند در موارد فوق مناسب باشند. به هر حال، یخ یا مواد یخ مانند هم قابلیت و هم‌گرایی برای شکل‌گیری به صورت بلورهای مسطح را دارا هستند. تاییدی قوی دال بر وجود ذرات سیلیسی و یا ترکیبی از آنها و همچنین موارد ۲ و ۳ وجود دارد.

یک سرنخ راهنما از متوسط‌گیری و رسم منحنی خاموشی بین ستاره‌ای [شکل (۱۵-۵)] در طول موجهای مرئی و فرابنفش به دست می‌آید. توجه کنید که منحنی در ناحیه مرئی صعود می‌کند و یک برآمدگی در ناحیه فرابنفش دارد (در حدود طول موج  $0.2\mu\text{m}$ ) و پس از یک کاهش ناچیز، مجدداً تا نواحی فرابنفش دور افزایش می‌یابد (داده‌های فوق بر اساس فن‌های مشاهده‌ای ما به طول موجهای خیلی کوتاه محدود شده‌اند). هیچ نوع یا اندازه‌ای از دانه‌ها نمی‌توانند مناسب با منحنی خاموشی فوق باشند و ذره مناسب می‌بایست نتیجه حاصل از ترکیبی از مخلوط مواد بین ستاره‌ای باشد. محاسبات نشان می‌دهند که علت برآمدگی و صعود منحنی در ناحیه فرابنفش می‌بایست، وجود ذراتی خیلی کوچک به شعاع  $0.05$  تا  $0.2\mu\text{m}$  باشد.

باشد. ملاحظه کنید که آن دسته از غبارهایی که طول موجهای فرابنفش را جذب می کنند گرم و تحریک شده و در بازگشت به حالت تعادل نورهایی در طول موجهای فروسرخ را تابش می کنند. به خصوص توسط ماهواره IRAS، این انتشار امواج فروسرخ به میزان وسیعی در سراسر کهکشان راه شیری مشاهده شده است.

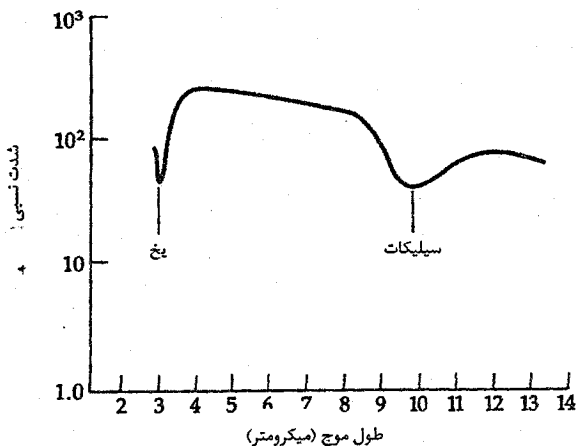


شکل ۱۵-۵. منحنی خاموشی کلی بین ستاره ای. این منحنی توسط جهتی نسبت به سایر جهات آسمان می باشد؛ به قله نزدیک  $0.2 \mu\text{m}$  توجه کنید.

برآمدگی منحنی در طول موج  $0.2 \mu\text{m}$  را می توان توسط ذرات گرافیت (کربن خالص) با شعاعهایی کوچک ( $\approx 0.2 \mu\text{m}$ ) توضیح داد. در این طول موج پیوندهای بین اتمهای کربن، ارتعاش کرده و جذب هم می شوند. همچنین افزایش منحنی در ناحیه فرابنفش می بایست ناشی از ذراتی خیلی کوچک باشد؛ ذرات سیلیس با شعاعهای  $0.05 \mu\text{m}$  تا  $0.1 \mu\text{m}$  می توانند نقش فوق را بازی کنند. برای ناحیه مرئی از طیف، ذرات بزرگتری مورد نیازند؛ شعاع آنها بایستی در حدود  $0.2 \mu\text{m}$  باشد. چنین ذراتی نمی توانند کاملاً مرکب از ذرات سیلیس، گرافیت و یا آهن خالص باشند؛ در توضیح چگونگی مقدار خاموشی به نظر می رسد که به فراوانی هیدروژن در مواد یخی نیاز داریم. در بررسی شکل و مقادیر منحنی خاموشی بین ستاره ای، ستاره شناسان الگوهای دانه هسته - گوشته را ارائه و توسعه داده اند. یک هسته کوچک به شعاعی در حدود  $0.5 \mu\text{m}$  می تواند از ذرات سیلیس، آهن یا گرافیت تشکیل شده باشد؛ در این میان ذرات سیلیس محتمل تر می باشند. گوشته ها از مواد یخی ساخته شده اند و احتمالاً ترکیبی از تمام انواع مواد ممکن می باشند. توجه به این نکته لازم است که این دانه ها خیلی کوچکتر از گرد و

غبار موجود در اطراف ما هستند؛ در حقیقت، حتی کوچکتر از ذرات موجود در دود سیگار می‌باشند.

مشاهدات فرورسرخ موید این عقیده‌اند که ذرات سیلیس و یخها (خداقل یخ آب) قسمتی از دانه‌های بین ستاره‌ای را تشکیل می‌دهند. آنها نوارهای جذبی را در  $9/7\mu\text{m}$  و  $3/07\mu\text{m}$  نشان می‌دهند (شکل (۱۵-۶)). ذرات سیلیس در صخره‌های روی زمین، شهابسنگها و سنگهای قمری نوارهای جذبی در حوالی  $10\mu\text{m}$  را دارا هستند؛ اینها با توجه به انرژی ارتعاشی در اتصالات Si-O تغییرپذیر می‌باشند. ذرات سیلیس همچنین یک نوار جذبی دیگر ولی ضعیف‌تر را در O-Si-O دارا هستند که اشاره به انرژی انحرافی موجود در پیوندهای O-Si-O دارد. این شکل جذب در تعدادی از منابع دیگر نیز دیده شده است. نوار جذبی  $3/07\mu\text{m}$  احتمالاً بر اثر یخ آب رخ می‌دهد، اما مقدار یخ آب در دانه‌ها برای کل خاموشی موجود، کافی به نظر نمی‌رسد. احتمالاً حضور مواد یخی دیگر هستند که هنوز به طور مشخص شناسایی نشده‌اند، زیرا نوارهای پرتو فرورسرخ آنها خیلی ضعیفتر از نوارهای مربوط به یخ آبی می‌باشند.



شکل ۱۵-۶. نمایش اشکال جذبی توسط طیف فرورسرخ. این طیف از منبع بکلین - نوگلباتور<sup>۱</sup> در سحابی جبار می‌باشد. نوارهای جذبی احتمالاً مربوط به یخها و سیلیکاتها می‌باشند. (برگرفته از نموداری از اف. ژیلت<sup>۲</sup> و دبلیو فارست<sup>۳</sup>)



PAHها هیدروکربورهای معطری با ۲۰ تا ۱۰۰ اتم کربن در ساختار شبکه مانند هستند، که بسیار کوچکتر از دانه‌های معمولی اشاره شده می‌باشند - با شعاعهای فقط  $10 \text{ \AA}$  یا نظیر آن. چنین ساختارهایی به علت انرژی‌های پیوند بزرگ اتمهای کربن کاملاً پایدارند. بنابراین آنها می‌توانند به دماهای بالایی بیشتر از  $1000 \text{ K}$  برسند؛ بعضی از مشاهدات IRAS دلالت بر این دارند که گسیل‌کنندهها در دمایی بیشتر از این دما افزایش نشر  $12 \mu\text{m}$  در ابرهای سیروس در فروسرخ را توضیح می‌دهند؛ PAHها ممکن است منبع آن باشند. هم چنین، تعدادی از اشکال نشری IR مشخص نشده از  $3$  تا  $12 \mu\text{m}$  ممکن است از PAHها سرچشمه گرفته باشند، به ویژه در  $3/3$  و  $11/3 \mu\text{m}$ . علاوه بر PAHها، ISM ممکن است حاوی دانه‌های بسیار کوچکی باشد که شکاف ابعاد بین PAHها و دانه‌های گرد و غبار معمولی را پوشانند. این دانه‌های بسیار کوچک ( $VSG_s!$ ) ممکن است از گرافیت‌های کروی ساخته شده و دارای شعاع  $100-20 \text{ \AA}$  باشند.

منبع ذرات بین ستاره‌ای چیست؟ اساساً آنها بر دو نوعند، یخها و مواد متراکم و چگال و بنابراین می‌بایست حداقل دارای دو منشأ اصلی متفاوت باشند. یخها در چند درجه کلوین و مواد متراکم در چند هزار درجه کلوین منجمد می‌شوند. این دانه‌ها احتمالاً در جوهای ابرغولهای سرد ساخته می‌شوند. می‌دانیم که چنین ستارگانی جرم را با آهنگ حدود  $10^{-6}$  برابر جرم خورشید در سال به فضا پرتاب می‌کنند. این ستاره‌های نوع  $M$  دارای دمای سطحی  $2500 \text{ K}$  یا کمتر هستند. همچنان که مواد گازی از آنها به سمت خارج جاری می‌شوند، دمای آنها کاهش یافته و در نتیجه جامدات می‌توانند از بخارها متراکم شوند. طیف بعضی از ابرغولها شکل سیلیکات را در  $9/7 \mu\text{m}$  آشکار می‌کنند و نشان می‌دهند که چنین غبارهایی در اطراف آنها وجود دارند. در یک گروه کمیاب از ستارگان که کربن آنها نسبت به اکسیژن مقدار بیشتری است، دانه‌ها و ذرات شبه گرافیت ساخته شده از کربور سیلیسیوم، می‌توانند در موادی که به سمت خارج جریان یافته‌اند، شکل بگیرند. طیف فروسرخ این ستاره‌ها، دلالت بر ابر محصور کننده ذرات کربنی دارد.

اما دربارهٔ یخها که در مواد دانه‌ای (یا احتمالاً تمام دانه‌ها) یافت می‌شوند چه می‌توان گفت؟ اینها احتمالاً در هسته و در اعماق درون ابرهای چگال مولکولی، متراکم می‌شوند. در این جا دماها پایین بوده و چگالی گازها بالاست، بنابراین قشری از یخ در اطراف دانه‌های ساده رشد نموده و آنها را می‌پوشانند. یک هسته ممکن است که یک گوشته را هر  $10^8$  سال یکبار یا در این

حدود، در اطراف خود ایجاد نماید و هنگامی که دانه‌های فوق در محیطی که گستره دمای آن در حدود چند صد درجهٔ کلوین است قرار بگیرند گوشته‌های خود را از دست می‌دهند.

## ۱۵-۲ گازهای بین ستاره‌ای

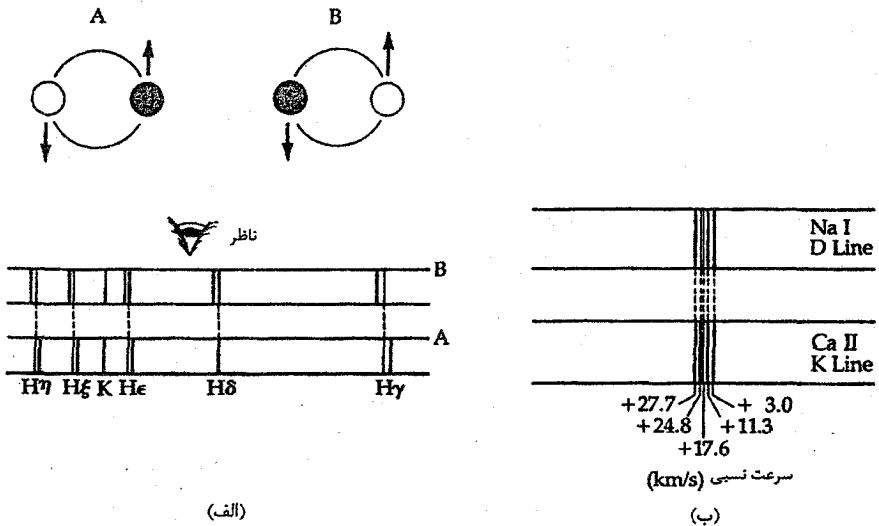
علاوه بر دانه‌های غبار، فضای بین ستاره‌ای حاوی گازها نیز می‌باشد. این بخش خواص مشاهده‌ای و فیزیکی قطعات زیادی از گازهای بین ستاره‌ای را که بیشترین محیط بین ستاره‌ای را می‌سازند، تشریح می‌کند. این گازهای بین ستاره‌ای نیز خطوط طیفی جذبی و نشری مشخصهٔ خود را تولید می‌کنند. دما و چگالی گاز خصوصیات اشکال طیفی را تعیین می‌کنند. عموماً، علی‌رغم این حقیقت که مجموع جرم گاز در کهکشان ما با سازه‌ای در حدود ۱۰۰ برابر از مجموع جرم غبار بیشتر است، ولی گازها ذاتاً در یک گستره وسیع طیفی شفاف هستند. چگالی عددی دانه‌های غبار به مقدار وسیعی از چگالی گازها کمتر است و تقریباً به نسبت  $10^{12}$  به ۱ می‌باشد.

### (الف) خطوط جذبی نوری بین ستاره‌ای

بعضی از ستارگان در طیف جذبی خود خطوطی را نشان می‌دهند که کاملاً خارج از مشخصه‌های طیفهای طبقه‌بندی شده می‌باشند. برای مثال، خیلی از ستارگان *B* خطوطی تیز و گاهی اوقات خطوط چندگانه *CaII* را نشان می‌دهند. طیف سنجی در بعضی از دوتایی‌ها خطوط طیفی خاصی را نشان می‌دهد که همواره در طول موج ثابت باقی می‌مانند در حالی که بقیهٔ خطوط طیفی یک جابه‌جایی تناوبی به قرمز و آبی را که در پاسخ به حرکت ستاره‌ای دوتایی است، انجام می‌دهند [شکل (۱۵-۷ الف)]. به وضوح مشخص می‌شود که این خطوط جذبی می‌بایست ریشه در محیط بین ستاره‌ای داشته باشند. هنگامی که چندین ابر جاذب در طول خط دید ما قرار بگیرند خطوط چندگانه در طیف پدید می‌آیند [شکل (۱۵-۷ ب)]. منشأ خطوط جذبی نوری فوق، مواد بین ستاره‌ای شناخته شده‌اند و این مواد عبارتند از:  $Ti I$ ،  $Ca II$ ،  $Ca I$ ،  $Na I$ ،  $Ti II$  و مولکولهای  $CH$  و  $CN$ .

این خطوط جذبی در قسمتهایی که محیط بین ستاره‌ای را معین می‌کنند تیز هستند، زیرا پهن‌شدگی دوپلری حرارتی در حرارت‌های پایین ناچیز است. شدت هر خط بستگی به مقدار گاز موجود بین ستاره‌ای و ناظر دارد؛ و اگر گاز به صورت یکنواختی در تمام فضا توزیع شده باشد،

شدت‌های خطوط جذبی بین ستاره‌ای مستقیماً به طول مسیری که نور از آن عبور کرده بستگی خواهند داشت. پس از فوتو یونیدگی نوری، نقش گازهای با تراکم کمتر این است که یونها را از ترکیب مجدد آنها و تبدیل به اتمهای خنثی باز می‌دارند. فوتونهای کاملاً پراثرژی و پرتوهای کیهانی به طور اتفاقی با اتمهای گازی و مولکولی پراکنده برخورد کرده و آنها را یونیده می‌کنند. یک یون برای ترکیب مجدد می‌بایست یک الکترون را تسخیر نماید، اما در چگالی بین ستاره‌ای شانس یک چنین تسخیری خیلی کم می‌باشد.



شکل ۷-۱۵. خطوط جذبی بین ستاره‌ای نوری. (الف) خطوط حاصل از ابرهای سرد به صورت جذبی صادر و به طرف یک سیستم دوتایی ظاهر می‌شوند، اما هیچ انتقال دوپلری متناوبی نشان نمی‌دهند. (ب) این خطوط چندین مولفه انتقال یافته دوپلری دارند که هر یک مربوط به ابری با سرعت شعاعی مختلف است.

### (ب) سحابی‌های نشری: نواحی H II

#### نشر خطوط هیدروژن

در میان برجسته‌ترین اجرام عکسبرداری شده توسط تلسکوپها، سحابیهای نشری هستند - ابرهایی از گاز که به دلیل تابش شدید حاصل از یک ستاره داغ می‌درخشند [شکل (۷-۱۵)]. ستاره‌های داغ نوع O و B مقادیر عظیمی از تابش فرابنفش را گسیل می‌کنند؛ چنین فوتونهای پراثرژی با طول موج کمتر از  $91/2\text{nm}$ ، در برخورد با هر اتم هیدروژن آن را یونیده می‌کنند. اگر چنین ستاره‌ای داغی توسط ابری از گاز احاطه شده باشد، اتمهای هیدروژن مجاور ستاره یونیده

شده و یک ناحیه H II را پدید می‌آورند. در فواصل دور از ستاره، فوتونهای پرنرژی برای یونیدگی به کار رفته‌اند؛ سرانجام هیچیک برای یونیده کردن هیدروژن باقی نمی‌مانند و ناحیه H II پایان می‌یابد (هیدروژن خنثی HI غائب می‌گردد). اکنون اجازه دهید فرآیندهای فیزیکی که ساختار یک ناحیه HII را به طور مشروح بررسی می‌کند، موردنظر قرار دهیم.

گاز هیدروژن در فضای بین ستاره‌ای فوق‌العاده رقیق و سرد است. نصف گازها، HI (هیدروژن خنثی) در حالت پایه‌اش می‌باشد، زیرا تحریکهای ناشی از برخورد‌ها کمیاب هستند. بنابراین، فوتونهایی که طول موج آنها کوچکتر یا مساوی  $91/2 \text{ nm}$  است به حد پیوستار لیمان (پتانسیل یونیدگی) هیدروژن مربوط می‌باشد. یک ستاره داغ با دمای  $T_{\text{eff}} \approx 20000 \text{ K}$  را در میان این گازهای سرد HI تصور کنید، که منحنی‌های طیفی پلانک آن اشاره به تولید مقادیر فراوانی از تابش‌های فرابنفش ( $\lambda \geq 91/2$ ) دارند. اگر چگالی گاز به طور معقولی یکنواخت باشد، تابش فرابنفش ساطع شده از ستاره مرکزی همه هیدروژن را در یک حجم تقریباً کروی از فضا یونیده می‌کند؛ ما این ناحیه را کره اشتروم گرن<sup>۱</sup> می‌نامیم. (به علت اینکه گاز بین ستاره‌ای قطعه قطعه می‌باشد، نواحی HII به ندرت کروی‌اند.) تعادل هنگامی پایدار است که آهنگ ترکیب مجدد برابر با آهنگ یونیدگی نوری باشد ( $\text{HII} + e^- \rightarrow \text{HI}$ )؛ ناحیه HII بر اثر یونیدگیهای مداوم که ناشی از ترکیب مجدد اتمهای HI با شارش فوتونهای فرابنفش حاصل از ستاره مرکزی است، نگهداشته و حفظ می‌شوند.

این فرآیند را می‌توانیم در یک حالت ایده‌آل به صورت زیر به بینیم. در نظر بگیرید که یک ستاره منفرد  $N_{UV}$  فوتون یونیده کننده در ثانیه در داخل محیط یکنواختی منتشر می‌کند. درون حجمی تا شعاع  $R_s$ ، تمام فوتونها برای یونیده کردن H اتمی جذب خواهند شد. باز ترکیبها سبب تعادل فتویونیدگی‌ها می‌شوند، بنابراین تعداد کل فوتونها در ثانیه با تعداد کل بازترکیبها در ثانیه برابر خواهند شد:

$$N_{UV} = \left(\frac{4\pi}{3}\right) R_s^3 n_e n_H \alpha(2)$$

که  $\alpha(2)$  ضریب باز ترکیب  $H\left(\frac{m^3}{s}\right)$  با استثنای حالت  $n=1$  می‌باشد. چنین جذبیهایی فوتون یونیده کننده دیگری تولید می‌کنند؛ جذبها به  $n=2$  یا بالاتر فوتونهایی تولید می‌کنند که طول موج آنها از حد لیمن بلندتر هستند. این فوتونها به سرعت از ناحیه HII فرار خواهند کرد. بنابراین شعاع اشتروم گرن به صورت زیر داده می‌شود

$$R_s = \left[ \frac{N_{UV}}{4\pi/3 \cdot n_e n_H \alpha(\gamma)} \right]^{1/3} \quad (7-15)$$

یک ستاره O۵ حدود  $10^{49}$  فوتون در ثانیه منتشر می‌کند؛ در دمای  $8000K$  (دمای نمونه یک ناحیه HII)،  $\alpha(\gamma) \approx 10^{-19} \text{ m}^3/\text{s}$ ؛  $n_e \approx 10^9 \text{ m}^{-3}$ ؛  $n_H \approx 10^3 \text{ m}^{-3}$ ؛ بنابراین  $R_s \approx 100 \text{ pc}$ . برای خوشه‌ای از ستارگان، تمام فوتونهای یونیده کننده را بهم می‌افزائیم (اگر چه یک ستاره بسیار داغ بر تمام دیگر ستارگان غلبه خواهد کرد).

شکل‌گیری مرز خارجی یک ناحیه HII به چند عامل وابسته است. در فواصل دورتری از ستاره قانون عکس مربع، شارش فوتونهای فرابنفش را کاهش داده و یونیدگی و ترکیب مجدد اتمهای HI دیگر ممکن نخواهد بود. بنابراین، با افزایش فاصله از ستاره نسبت HI به HII سریعاً افزایش می‌یابد و مواد به سرعت نسبت به لیمن پیوستار کدر شده و منجر به مرزهای تیز می‌شوند. در مجموع، بیشتر HII مجدداً به صورت ترکیباتی از هر حالت تحریک شده HI خنثی در می‌آیند و سپس اتم به سرعت به حالت پایه خود برگشت می‌کند و چندین فوتون با انرژی پایین را در این فرآیند نشر می‌کند ( $\lambda > 91/2 \text{ nm}$ ). عملاً همه این فوتونهای با انرژی پایین از ناحیه HII فرار می‌کنند، زیرا اتمهای HI زمان خیلی کوتاهی را در حالت تحریک شده می‌گذرانند. بنابراین، ناحیه HII با تبدیل تابش فرابنفش ستاره به فوتونهای با انرژی کمتر، شب‌نمایی می‌کند که بخشی از تابش به صورت خطوط بالمر مرئی (طول موج بلندتر) فرار می‌کنند.

نشر خطوط رادیویی در طول موجهای سانتیمتری، از انتقالات الکترونی با انرژیهای خیلی کم ناشی از گذارهای مابین ترازهای تحریک بالای مربوط به HI مشاهده شده‌اند، مانند گذار از تراز  $n = 110$  به  $n = 109$  و از  $n = 105$  به  $n = 104$  هیدروژن یونیده (HII) فاقد الکترون بوده و بنابراین نمی‌تواند خطوط طیفی را تابش کند؛ با این وجود تابشهای پیوستار رادیویی صادره از ناحیه HII به عنوان نتیجه گذارهای آزاد - آزاد می‌باشند (بخش بعدی). همچنین خطوط فلورسانس نوری تولید شده بر اثر تحریک هلیوم در طیف سحابی نشری و به همراه آن خطوط حاصل از ترکیب مجدد رادیویی هلیوم، قابل توجه هستند (برخاسته از گذارهای بین ترازهای تحریک بالا). این خطوط به ما اجازه می‌دهند که: (۱) کاربرد ساز و کارهای تحریک شدن را در نواحی HII مطالعه کنیم، (۲) اطلاعات مقدماتی را در مورد فراوانی عناصر (به خصوص H و He) موجود در محیط بین ستاره‌ای تجسس کنیم، و (۳) ساختار مارپیچی کهکشان خودی را تحقیق و بررسی نماییم.

الکترونهاى یک ناحیه HII آزادانه در گاز حرکت نموده و بعضى اوقات یک ترکیب مجدد را با یونها انجام می‌دهند و گاهی هم اتمها یا یونها را در اثر برخورد تحریک می‌کنند (منجر به نشر خطوط غیرمجاز می‌شوند)، اما غالباً با یونها یک برهمکنش براساس فرایند گذار آزاد - آزاد دارند. یک الکترون آزاد می‌تواند در ورای هر یون در یک مدار هذلولی به ازای هر انرژی داده شده حرکت نماید. این مدار می‌تواند توسط نشر مکانیک کوانتومی یک فوتون با انرژی تا انرژی جنبشی الکترون تغییر کند. هنگامی که گروهی از الکترونها و یونها (پلازما) مورد بحث هستند، گسیل‌های آزاد - آزاد منفرد به صورت یک پیوستار در می‌آیند؛ زیرا انرژی‌های جنبشی مشخصه آنها کوچک می‌باشند و این تابش پیوستار غالباً در طول موجهای رادیویی و فرورسرخ رخ می‌دهند. به طور خلاصه، هر ناحیه HII منبعی از گسیل دهنده رادیویی می‌باشد که توسط اندازه متوسط انرژی الکترونهايش و همچنین به وسیله دمای گاز مشخص می‌گردد. برای ایجاد تمایز بین این نوع گسیل از تابش همزمانی، این را نشر ترمزی گرمایی می‌نامیم.

مشاهدات در طول موجهای رادیویی گرمایی در نواحی HII امکان تشخیص شرایط فیزیکی آنها را مهیا می‌سازند. نشر فوق به دو روش عمل می‌کند که عبارتند از: به طور نوری ضخیم و به طور نوری نازک که بوسیله یک تغییر ناحیه به هم مربوط می‌شوند. در روش به طور نوری نازک [بخش (۷-۸)]، شار به صورت یک قانون توانی می‌باشد:

$$F_{\nu} \propto \nu^{-\alpha}$$

که برای یک منبع حرارتی  $\alpha \approx 0.1$  است. روی یک نمودار  $\log - \log$ ،  $\alpha$  درست شیب طیف است. برای مثال، در مورد سحابی جبار، تغییر طیف در حدود ۱ GHz صورت می‌گیرد و  $\alpha$  برابر ۰/۱ است. در بررسی روش از لحاظ نوری ضخیم، افزایش طیف در بسامدهای پایین با  $\nu^2$  متناسب است، و این مشابه تابش جسم سیاه در بسامدهای پایین می‌باشد [شکل (۸-۱۵)].

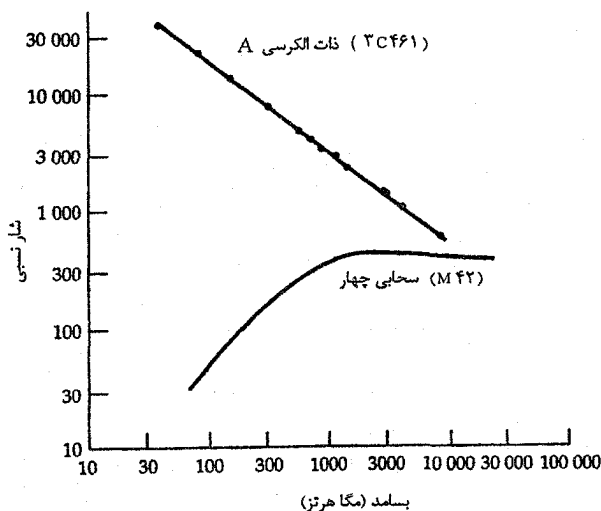
به دنبال بخش (۷-۸)، در قسمت نازک نوری طیف،

$$I_{\nu} = S_{\nu} \tau_{\nu}$$

اکنون، برای نشر آزاد - آزاد،  $I_{\nu}$  مشاهده شده تقریباً ثابت و بنابراین مستقل از بسامد است. اگر دما و چگالی داخل ناحیه نشرکننده تقریباً ثابت باشند، آنگاه  $\tau_{\nu}$  متناسب است با

$$E_m = \int_0^L n_e^2 dl = \langle n_e \rangle^2 L \quad (8-15)$$

که  $E_m$  اندازه نشر نامیده می شود. توجه کنید که  $L$  فاصله در امتداد خط دید می باشد. (عادت در نجوم این است که  $n_e$  را برحسب  $cm^{-3}$  و  $L$  را برحسب  $pc$  بکار می برند، لذا  $E_m$  دارای واحد  $pc \cdot cm^{-6}$  می باشد.)  $E_m$  بیان می کند که چه تعداد ذرات باردار در امتداد خط دید برهمکنش خواهند داشت - در این حالت، در داخل ناحیه H II، لذا  $L$  قطر ناحیه موردنظر می باشد. بنابراین،  $I_n$  اندازه گیری شده مربوط به یک ناحیه H II مقدار  $E_m$  را بدست می دهد، که از آن  $\langle n_e \rangle$  را بدست می آوریم. به طور نمونه، از  $10^3$  تا حدود  $10^9 m^{-3}$  می باشد.



شکل ۱۵-۸. مقایسه طیف های ذات الکرسی، یک باقیمانده ابر نواختری با یک طیف همزمانی، و سحابی جبار، با نشر آزاد - آزاد حرارتی.

همچنین اندازه گیری ها در حالت نوری نازک به ما اجازه می دهد که اندازه ناحیه HII، جرم هیدروژن یونیده و تعداد فوتونهای یونیده کننده از ستاره واقع در داخل این ناحیه در واحد زمان را محاسبه کنیم و بنابراین، پی بردن به تعداد و نمونه های طیفی ستارگانی که ناحیه HII را ایجاد کرده اند، قابل دسترسی است. این مقادیر می توانند حتی اگر ناحیه فوق از لحاظ نوری، توسط غبارهایی که در طول خط دید ما واقع شده و ستاره را احاطه کرده اند کدر شده باشد، پیدا شوند.

### (ج) بقایای ابر نواختری

مواد خارج شده از ابر نواخترها مشخصاً بخشی از محیط بین ستاره ای می شوند. به علاوه، مواد خروجی همچنان که گسترش می یابند همه گازها و غبارهای اطراف را جارو می کنند که در نتیجه

تولید یک موج ضربه‌ای می‌کنند و سبب تحریک و یونیدگی گاز می‌شوند و سپس به عنوان یک سحابی نشری رویت می‌گردند. همچنین پرتوهای X منتشر شده توسط ابر نواخترها ابزارهایی در جهت یونیدگی گازهای مجاور می‌باشند. بقایای ابرنواختری به دلیل تابش همزمانی‌شان، گسیل‌کننده‌های رادیویی می‌باشند. سحابی حلقوی در دجاجه یک چنین باقی مانده‌ای است [شکل (۱۵-۹)]. ملاحظه می‌کنید که سحابی کروی به نظر می‌رسد - پوسته تولید شده حاصل از اندرکنش بین محیط بین ستاره‌ای و یک موج ضربه‌ای ابر نواختری.

امواج ضربه‌ای عظیم در میان گازهای بین ستاره‌ای پیشروی کرده و آنها را حداقل تا دماهایی حدود چند میلیون درجه کلوین در ناحیه‌ای درست در پشت موج گرم می‌کند. این گاز با داشتن چنین دمای بالایی پرتو X گسیل می‌دارد. تصاویر پرتو X از بقایای بخصوصی، از قبیل ابرنواختر تیکو<sup>۱</sup> [شکل (۱۵-۱۰ ب)]، نوعاً پوسته‌های متفاوتی با تغییرات در روشنایی در حاشیه‌های کناریشان نشان می‌دهند - این نمایانگر یک ساختار قطعه - قطعه از محیط بین ستاره‌ای می‌باشد.



شکل ۱۵-۹. تصویر نوری باقی مانده یک ابرنواختر در صورت فلکی دجاجه. سحابی حلقوی در نور قرمز دیده می‌شود. (رصدخانه پالومار، انستیتو فن آوری کالیفرنیا).

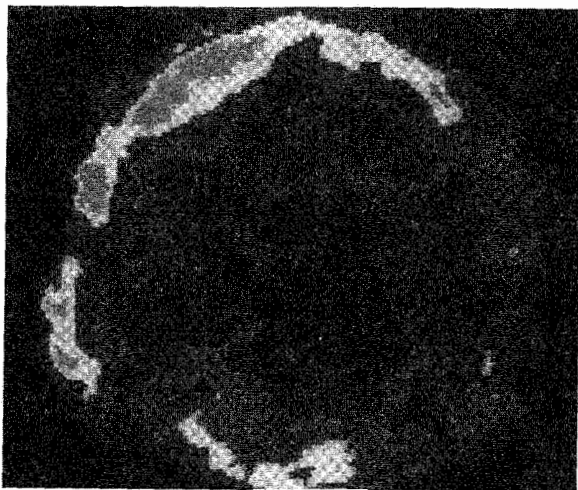


همان طور که مواد در حال انبساط با مواد جدید اندرکنش می‌کنند، مشاهدات رادیویی [شکل (۱۵-۱۰ الف)] ساختار مشابهی را نشان می‌دهند. باقی مانده ابرنواختری تیکو که حدود ۴۰۰ سال سن دارد و یکی از باقی مانده‌های ابرنواختری جوان می‌باشد، دارای قطری حدود ۱۳pc و تابندگی  $L_X \approx 4 \times 10^{29} W$  (۰/۲-۲keV) است. باقی مانده‌های ابرنواختری قسمت عمده انرژی محیط بین ستاره‌ای را تامین می‌کنند.

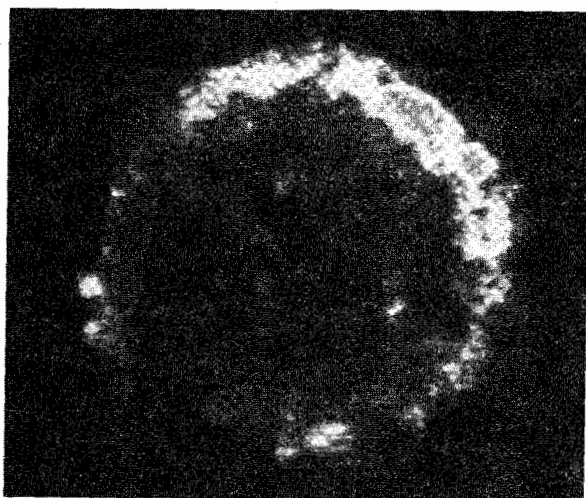
### (د) سحابیهای سیاره نما

سحابیهای سیاره نما با نواحی HII، به علت فشردگی بیشتر و روشنایی سطحی زیادتر و همچنین داشتن منبع تحریک متفاوت متمایز می‌گردند. وقتی از میان تلسکوپ به یک سحابی سیاره نما می‌نگریم، مدور و با قرصی متمایل به رنگ سبز که ظاهراً شبیه یک سیاره می‌باشد، به نظر می‌رسد، از این رو آن را سحابی سیاره نما نام نهاده‌اند. مطالعات دقیق تر آشکار نموده است که سحابی بوسیله یک ستاره مرکزی فوق العاده داغ تحریک شده است. چگالی گاز در سحابیهایی که این گونه ستاره‌ها را احاطه کرده‌اند بیشتر از مقدار آن در نواحی HII می‌باشد؛ از این رو برخوردی میان الکترونها، اتمها و یونها با احتمال زیادتری رخ می‌دهند. لذا، برانگیختگی و وانگیختگی برخوردی در این جا قابل توجه هستند. از این رو، طیف‌های سیاره نماها به طرق مهمی به ویژه نشر حاصل از خطوط ممنوعه از طیف مربوط به نواحی HII متفاوت می‌باشند. این وضعیت مشابه خطوط طیفی ممنوعه تاجی بخش (۱۰-۴ ج) می‌باشد به استثناء این که در تاج خورشید این خطوط ممنوعه از یونهای ناشی شده‌اند که تعداد ۹ یا بیشتر الکترون از دست داده‌اند، در حالی که در سحابیهای سیاره نما فقط یک یا دو الکترون آزاد شده‌اند. پوسته‌ای بزرگ (یا پوسته‌هایی) مری می‌باشد، و خطوط نشری سرعتهای انبساطی برابر با چند ده کیلومتر بر ثانیه را نشان می‌دهند.

احتمالاً کسر قابل ملاحظه‌ای از ستارگان بعد از فاز AGB خود به مرحله سحابی سیاره نما وارد شده و بنابراین آنها به کوتوله‌های سفید تبدیل می‌شوند. تعداد کمی از سیاره نماهای قابل مشاهده از این مرحله کوتاه مدت که حدود ۵۰۰۰۰ سال طول می‌کشد، نتیجه می‌شوند. ستاره هنگامی که مواد سحابی از ستاره مرکزی در خلال انقباض به اطراف پرتاب شده و مرحله غول قرمز با تمام می‌رسد، به یک سحابی سیاره نما متحول می‌شود. پوش گسترده بسیاری از مواد ستاره قبلی را که اکنون به عنوان ستاره مرکزی دیده می‌شود و قبلاً هسته بوده است [شکل (۱۵-۱۱)]، شامل می‌شود. ستاره مرکزی بسیار داغ می‌باشد و بنابراین در ناحیه فرابنفش تابش

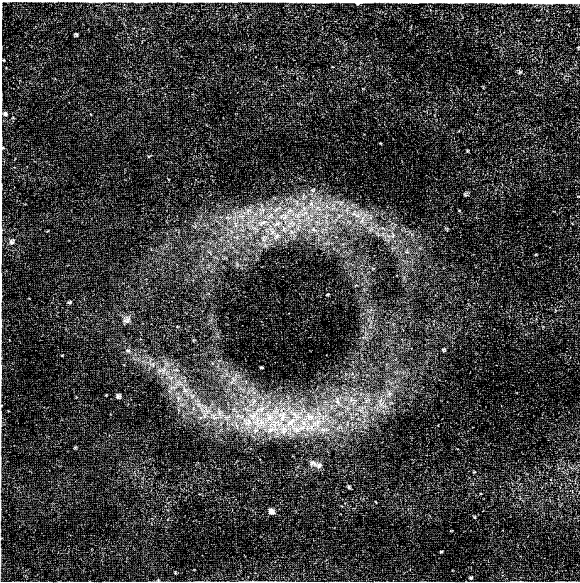


(الف)



(ب)

شکل ۱۵-۱۰. باقی مانده ابرنواختر تیکو در پرتوهای رادیویی و X (الف) مشاهدات رادیویی در ۱۱cm. (دی. ای. گرین<sup>۱</sup> و اس. اف. گول<sup>۲</sup>) (ب) تصویر پرتو X باقی مانده ابرنواختر تیکو توسط انیشتن؛ بازه انرژی ۰/۳-۳/۵keV. به شکل کروی و تشابه کلی با تصویر رادیویی توجه کنید. (پی. گورن اشتین<sup>۳</sup> و اف. سوارد<sup>۴</sup>، بانک اطلاعاتی انیشتن، مرکز اختر فیزیک).



شکل ۱۵-۱۱. سحابی سیاره‌نما که سحابی حلزونی<sup>۱</sup> نامیده می‌شود.  
(رصدخانه‌های ملی نجوم نوری)

بسیار قوی دارد؛ در نتیجه، اتمها و یونها در پوش شب نما<sup>۲</sup> می‌شوند. عموماً برای ستارگان مرکزی جرمی بین  $0.5M_{\odot}$  تا  $0.7M_{\odot}$  و جرمی بین  $0.1M_{\odot}$  (یا کمتر) تا  $0.5M_{\odot}$  برای پوش تخمین زده می‌شود.

### (ه) خطوط رادیویی بین ستاره‌ای

#### خط هیدروژن خنثی ۲۱ سانتیمتری

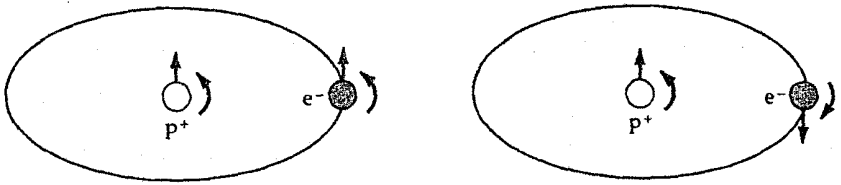
در جاهایی که گاز بین ستاره‌ای سرد باشد، هیدروژن خنثی بوده و در حالت پایه است. این حالت پایه دارای دو تراز جدا از هم با اختلاف انرژی خیلی کم می‌باشد. دلیل این پدیده بر این واقعیت استوار است که پروتون و الکترون هر دو یک اسپین ذاتی دارند. می‌دانید که یک ذره باردار متحرک میدان مغناطیسی تولید می‌کند. چون الکترون و پروتون هر دو ذراتی باردار هستند، لذا حرکت اسپینی آنها یک میدان دو قطبی مغناطیسی بوجود می‌آورند (مانند میدان حاصل از یک آهنربای میله‌ای خیلی کوچک) که آن را می‌توان با جمله ممان مغناطیسی مشخص کرد. ممان مغناطیسی یک ذره در حال چرخش بوسیله یک بردار نمایش داده می‌شود که متناسب با تکانه

زاویه‌ای برداری آن ذره می‌باشد.

دو آرایش ممکن برای حالت پایه اتم هیدروژن خنثی وجود دارد [شکل (۱۵-۱۲)]. در یکی از این آرایشها بردارهای ممان مغناطیسی پروتون و الکترون موازی و در یک امتداد هستند؛ چون این بردارها جمع می‌شوند (ضمیمه ۹)، یک حالت بالای انرژی مغناطیسی پدیدار می‌گردد. درست مشابه حالتی که دو میله مغناطیسی موازی، یکدیگر را دفع می‌نمایند و بنابراین پروتون و الکترون به میزان کمتری در مدارهای متقابلشان به یکدیگر نزدیک و فشرده می‌شوند. اگر بردارهای ممان مغناطیسی پادموازی یا مخالف یکدیگر باشند، شکل دوم را خواهیم داشت که بوسیله انرژی مغناطیسی کم و مدارهای متقابل به هم نزدیکتر، مشخص می‌شوند. بنابراین، در حالت هم امتداد بودن بردارها، سیستم در انرژی مشخصاً بالاتری نسبت به حالت مخالف قرار گرفته است، این اثر را به عنوان شکافتگی فوق ریز برای اتم هیدروژن در حالت پایه می‌نامیم. یک گذار خودبه خودی از یک حالت فوق ریز به حالت پایین تر می‌تواند همراه با تغییر جهت اسپین الکترون و گسیل یک فوتون بسیار کم انرژی اتفاق بیفتد. این گسیل تولید خط طیفی رادیویی ۲۱ سانتیمتری از هیدروژن خنثی را در بسامد  $1/420.406 \text{ GHz}$  می‌نماید.

وقتی اتمهای هیدروژن در محیط بین ستاره‌ای برخورد کنند، معمولاً الکترونهاشان را مبادله می‌کنند و این انتقال برخوردی مهمترین روش در تغییر حالت فوق ریز این اتمها می‌باشد. اگر اسپین الکترون جدید همان جهت قبلی را دارا باشد، هیچگونه تغییری در تراز انرژی به دنبال نخواهد داشت؛ در غیر این صورت تراز انرژی عوض خواهد شد (بالا یا پایین). به عبارت دیگر، برخوردها ممکن است هیچ اثری در حالت برانگیختگی یا وانگیختگی نداشته باشند. برای هر اتم هیدروژن بین ستاره‌ای مشخص، تغییر در هر یک از دو جهت در هر چهارصد سال فقط یک مرتبه رخ می‌دهد. به عبارت دیگر، یک اتم در حالت تحریک فوق ریز یک گذار خود به خودی به طرف پایین خواهد داشت که گسیل خط ۲۱ سانتیمتری کوانتومی را فقط یک بار در هر چند میلیون سال (به طور متوسط) به دنبال خواهد داشت، زیرا این گذار به شدت ممنوع است. در ضمن برانگیختگی و وانگیختگی‌های زیادی (از ترازهای فوق ریز) رخ می‌دهند. اما در فواصل خیلی دور در حدود کیلوپارسک و علی رغم تراکم فوق العاده پایین گازها در کهکشان ما، مقادیر عظیمی از اتمهای هیدروژن در طول دید ما واقع می‌شوند و سرانجام حالت تعادلی با نسبت هم جهت به مخالف برابر با ۳ به ۱ به پایداری می‌رسد. در میان این اتمها، گذارهای تابشی کافی در جهت پایین برای تولید خط طیفی ۲۱ سانتیمتری قابل تشخیص رخ می‌دهد. نمایه خط ۲۱ سانتیمتری اغلب چندین قله انتقال یافته دوپلری دارد و این نشان می‌دهد که گاز به

جای داشتن یک توزیع یکنواخت در سراسر کلهکشان، در مناطقی مشخص و مجزا مانند بازوهای مارپیچی، متمرکز شده است.



شکل ۱۵-۱۲. جهت اسپین برای هیدروژن. اسپین‌های پروتون و الکترون می‌توانند هم جهت (چپ) یا پاد موازی (راست) که دارای حالت انرژی کمتری است، باشند.

### خطوط مولکولی

مولکولهای بین ستاره‌ای از مولکولهای ساده مثل CO، CN و OH تا مولکولهای آلی پیچیده مثل فرمالدئید ( $H_2CO$ ) و متانول ( $CH_3OH$ ) تشکیل شده‌اند که همگی از جستجوی خطوط طیفی در طول موجهای رادیویی پیدا شده‌اند. این مولکولها [جدول (۱۵-۱)] به ما اجازه تحقیق و بررسی در مورد ابرهای چگال و متراکم گازی و غبارها را که بعضی از آنها شامل پیش ستاره‌ها هستند، می‌دهند. مطالعه این مولکولها نهایتاً منجر به فهم بهتر شیمی محیط بین ستاره‌ای می‌گردد. مع ذلک، برای بیشتر افراد، مهیج‌ترین جنبه مولکولها در رابطه با حیات در خارج از منظومه شمسی می‌باشد. مولکولهای  $H_2O$ ،  $NH_3$ ،  $HCN$ ،  $H_2CO$ ،  $HC_3N$  و  $HNCO$  در تجربیات آزمایشگاهی برای تجزیه اسیدهای آمینه و نوکلئوئیدها که اجزاء سازنده حیات هستند، به کار می‌روند. حقیقت این است که این مولکولها در فضای بین ستاره‌ای وجود دارند و نشان می‌دهند که تشکیل آنها احتیاجی به شرایط زیست‌شناسی ندارند.

اگر چه دانه‌ها کسر بسیار کوچکی از کل محیط بین ستاره‌ای را تشکیل می‌دهند، اما شکل و الگوهای گازها را تحت نفوذ و تاثیر خود قرار می‌دهند، دانه‌ها شاید مکانهایی برای شکل‌گیری مولکولها به خصوص بعضی از مولکولهای ساده‌تر باشند - حداقل  $H_2$ . سطوح آنها به عنوان کاتالیزور عمل نموده و به اتمها (یا مولکولهای ساده‌تر) اجازه می‌دهند که به آنها بچسبند و در نتیجه زمانی را در اختیار اتم بعدی قرار می‌دهند که بتواند بر روی آن نشسته و با آن برهم کنش داشته باشد و در نتیجه مولکولی تشکیل شود که سپس دوباره تبخیر شده و به گاز تبدیل گردد. همچنین دانه‌های گرد و غباری مولکولها را از تجزیه شدن به وسیله تابشهای فرابنفش حفظ می‌کنند و بنابراین اجازه تشکیل مجموعه‌های مولکولی را در درون ابر می‌دهند.

جدول ۱۵-۱. مولکولهای بین ستاره‌ای انتخابی

پهچیدگی	معدنی	آلی	
دواتمی	H <sub>۲</sub>	CH	رادیکال متی لیدین
	HD		
سه اتمی	OH	CN	رادیکال سیانوژن
	SiO	CO	منواکسید کربن
	SO	CS	منوسولفاید کربن
	NO	C <sub>۲</sub>	کربن
	H <sub>۲</sub> O	CCH	رادیکال اتینیل
	HDO	HCN	سیانید هیدروژن
	H <sub>۲</sub> S	DCN	سیانید دوتریوم
	SO <sub>۲</sub>		
		HCO	رادیکال فرمیل
		H <sub>۲</sub> CO	فرمالدهید
چهار اتمی	NH <sub>۳</sub>	HNCO	اسید هیدروسیانیک
		HC <sub>۲</sub> H	استیلن
		CH <sub>۴</sub>	متان
		H <sub>۲</sub> HCN	سیانامید
پنج اتمی		HCOOH	اسید فرمیک
		HC <sub>۳</sub> N	سیانو استیلن
		CH <sub>۳</sub> OH	الکل متیل
		HCONH <sub>۲</sub>	فرمامید
		HCOOCH <sub>۳</sub>	فرمیت متیل
هفت اتمی		CH <sub>۳</sub> CH <sub>۲</sub> OH	الکل اتیل
هشت اتمی		HC <sub>۹</sub> N	سیانو ترا استیلن
نه اتمی		HC <sub>۱۱</sub> N	سیانو پنتا استیلن
یازده اتمی			
سیزده اتمی			

اولین مولکولی که بوسیله طول موجهای رادیویی تشخیص داده شد رادیکال هیدروکسیل (OH) در سال ۱۹۶۳ م. بود که پس از بررسی مشخصات طیفی آن در آزمایشگاه، وجودش اثبات شد. چهار گذار نزدیک به طول موج ۱۸ سانتیمتری (بسامدهای ۱۶۱۲، ۱۶۶۵، ۱۶۶۷ و ۱۷۲۱ مگاهرتز) پدیدار شدند که به علت شکافتگی تراز پایه در مولکول OH می باشد. به نظر می رسد که مولکولها به گرد و غبار چسبیده اند، زیرا خطوط OH،  $H_2CO$ ، و CO عمدتاً گسترده بودند و در ابرهای گرد و غباری بزرگ به میزان زیادی یافت می شدند. خیلی از این ابرهای متراکم در جهت نواحی HII واقع شده اند و به آنها مربوط اند، سحابی جبار یک مثال ابتدایی برای نواحی HII است. چگالیها در چنین ابرهایی در حدود  $10^9$  تا  $10^{12}$  مولکول  $H_2$  بر متر مکعب تخمین زده شده است، دیگر مولکولها اگر چه بیشتر مشاهده می شوند، ولی از تراکم کمتری برخوردارند. دمای ابرها پایین می باشند و معمولاً بین ۱۰ تا ۳۰ درجه کلوین و گاهی تا حدود ۱۰۰ K می رسند. (توجه داشته باشید که ما نمی توانیم مولکول  $H_2$  را مستقیماً بوسیله طول موجهای رادیویی مشاهده کنیم، زیرا هیچ خطی در محدوده آن طول موجها ارسال نمی شود و به جای آن CO مشاهده شده و فرض می شود که به عنوان یک عامل تعیین کننده  $H_2$  باشد.)

اگر چه بعضی از مولکولهای بین ستاره ای، نظیر منواکسید کربن، تقریباً در همه جای کهکشان خودی پراکنده شده است، ولی اکثر مولکولها در انبوههای تاریک، چگال، و سرد متراکم شده اند که ابرهای مولکولی نامیده می شوند. در اینجا چگالی های بیشتر سبب برخوردهای اتمی زیادتر می شود تا مولکولها ساخته شوند، و گرد و غبار در این نوع ابرها مانعی برای تخریب مولکولها در اثر نور فرابنفش می باشند. نتیجه نهایی آن است که تجمع بالایی از انواع مولکولها در ابرهای فشرده خواهیم داشت. اگر چه چهارچوب واکنش شیمیایی که تنوع مولکولها را تولید می کند بسیار پیچیده است، اما مولکولهای ساده (با ۴ اتم یا کمتر) در ابرهای سرد توسط رشته ای از دو جسم، فرآیندهای یون - مولکول در فاز گازی، شکل می گیرند. یونیدگی اولیه توسط UV بین ستاره ای برای ابرهای پخشی یا توسط پرتوهای کیهانی برای ابرهای چگال تامین می شود. نواحی HII اغلب نزدیک یا درون این ابرها واقع اند. سحابی جبار که آن را از روی زمین می بینیم، در جلوی یکی از نزدیکترین ابرهای مولکولی قرار دارد. این ابر از دو بخش تشکیل شده است: یک ابر بزرگ با چگالی کم (تشخیص داده شده از نشر منواکسید

کربن) که هسته کوچک فشرده‌ای (تشخیص داده شده از نشر فرمالدئید،  $H_2CO$ ) را احاطه کرده است. ابر با چگالی کم گستردگی عظیمی دارد: آن حداقل به ابعاد  $10 pc$  است، دارای چگالی حداکثر  $10^9$  مولکول هیدروژن بر متر مکعب می‌باشد، و حاوی موادی با حداقل جرم  $10^4 M_{\odot}$  است. ابعاد هسته آن فقط  $0.15 pc$ ، حداکثر چگالی اش  $10^{11}$  مولکول هیدروژن بر متر مکعب، و جرمی حدود  $5 M_{\odot}$  دارا می‌باشد.

### ابره‌ای مولکولی غول

ناحیه جبار نمونه‌ای عالی از یک ابر مولکولی غول ارائه می‌کند. کم و بیش مشاهدات دلالت بر این دارند که توده مواد محیط بین ستاره‌ای در پیچیدگی‌های ابرهای مولکولی غول گرد هم آمده‌اند. خصوصیات نمونه آنها عبارت است از:

۱. آنها عمدتاً از هیدروژن مولکولی تشکیل شده‌اند؛ بسیاری از دیگر مولکولها حضور دارند اما کسر کوچکی از جرم را تشکیل می‌دهند.

۲. ترکیبات پیچیده ابر دارای چگالی متوسط چند میلیون مولکول بر متر مکعب است؛ هر یک از ابرها به طور جداگانه با چگالی چند بیلیون مولکول در هر متر مکعب، اندکی چگالتر می‌باشند.

۳. آنها ابعادی حدود چند ده پارسک دارند.

۴. جرم کل این پیچیدگی‌ها از  $10^4 M_{\odot}$  تا  $10^7 M_{\odot}$  می‌باشد؛  $10^5 M_{\odot}$  به طور نمونه می‌باشد. جرم هر یک از ابرها به طور جداگانه  $1000 M_{\odot}$  است.

هسته‌های این ابرها در مقایسه با محیط بین ستاره‌ای متوسط مکانهایی غیرعادی می‌باشند. در اینجا دما به سردی  $10 K$  و چگالی به زیادی  $10^{12}$  مولکول در متر مکعب می‌باشد. نواحی HII غول که ستارگان سنگین جوان را احاطه کرده است، همیشه نزدیک ترکیبات پیچیده ابر مولکولی پیدا می‌شوند. این نزدیکی پیشنهاد می‌کند که ابرهای مولکولی غول نقشی اساسی در فرآیند شکل‌گیری ستاره‌ای بازی می‌کنند.

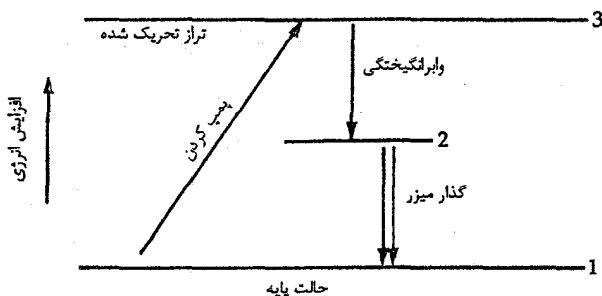
### میزرهای مولکولی

بیشتر خطوط مولکولی رادیویی خطوط نشری حاصل از تغییر گذارهای چرخشی هستند [بخش (۸-۳ ج)]. برای نشر لازم است مولکولها توسط بعضی از سازوکارها به بالای حالت پایه خود تحریک شوند. برای مثال، خطوط OH از قسمتهای روشن ناحیه HII منتشر



می‌شوند. تعدادی و نه همه منابع OH چندگسیل قوی  $H_2O$  را نشان می‌دهند. نشر  $H_2O$  با وقوع تغییرات شدت در دوره‌های تناوب ماه و یا چند روز متغیر است. اگر چه تابشهای OH نیز متغیرند، ولی خیلی کم نامنظم می‌باشند. علاوه بر این، در بعضی از نواحی HII چندین گروه از نواحی منتشرکننده OH وجود دارند که فقط در فواصل چند واحد نجومی از هم واقع می‌باشند. نشرها از این نواحی کوچک OH و  $H_2O$  به مراتب بیش از آنی هستند که از تحریک حرارتی ناشی از برخوردها انتظار می‌رفت که البته دماهای بالاتر از  $10^{13} K$  را نیاز خواهند داشت. ترازهای انرژی مولکولها ظاهراً دچار جمعیت معکوس می‌شوند، بدین معنی که مولکولهای بیشتری در ترازهای بالایی نسبت به ترازهای پایینی قرار دارند؛ از این رو معادله بولتزمن [بخش (۸-۴ الف)] نقض شده و تعادل حرارتی وجود ندارد. یک میزر (لیزر ریز موجی) از این عمل معکوس نتیجه می‌شود. بعضی از سازوکارها (که چند نمونه از آنها پیشنهاد شده و هیچکدام پذیرفته نشده‌اند) مولکولها را به مناسبترین حالت تحریکی، پمپ می‌کنند. اتمها یا مولکولهای یک گاز تا سطح انرژی خاصی تحریک شده و سپس به سطح انرژی پایین‌تری و با سرعت بیشتر از حد معمول باز می‌گردند.

فرآیند میزر را با یک لیزر مولکولی سه ترازى فرضی توضیح می‌دهیم [شکل (۱۵-۱۳)]. به طوری که اعداد ۱، ۲، و ۳ سطوح افزایش انرژی را نشان می‌دهند. یک مولکول در حالت پایه ۱ به بالاترین سطح یعنی سطح ۳ تحریک می‌شود که این کار بوسیله برخورد با ذره دیگر یا جذب تابش صورت می‌گیرد. این فرآیند پمپ کردن یک میزر یا لیزر نامیده می‌شود. فرض کنید برای تراز ۳، وقتی مولکول یک فوتون از دست می‌دهد آن در تراز ۲ بوده و نسبتاً پایدار است؛ احتمال سقوط به تراز ۱ نسبتاً کم است. عمل پمپ کردن، تعداد زیادی از مولکولها را به تراز ۲ انتقال می‌دهد. تصور کنید که یک فوتون با انرژی مساوی با اختلاف بین سطوح ۱ و ۲ به چنین مولکولهای تحریک شده‌ای نزدیک می‌شود. این مولکول از سطح ۲ به ۱ سقوط نموده و فوتون دیگری تابش می‌کند که انرژی مساوی با انرژی فوتون اولیه داشته و در همان جهت حرکت می‌کند. میدان الکترومغناطیسی فوتونی را گسیل می‌دارد که انرژی آن با انرژی فوتون ورودی برابر است. این فرآیند، نشر القایی نامیده می‌شود. دو فوتون حاصل اکنون می‌توانند چهار مولکول دیگر را وادار به تابش کرده و جمعاً ۸ فوتون تولید کنند و به همین ترتیب. واکنشهای زنجیره‌ای، فوتون اولیه را همچنان که از محیط گازی عبور می‌نماید میلیونها بار تقویت می‌کنند و در نتیجه یک باریکه نور میزر شدید در یک جهت معین و تک بسامد، تولید خواهد شد.



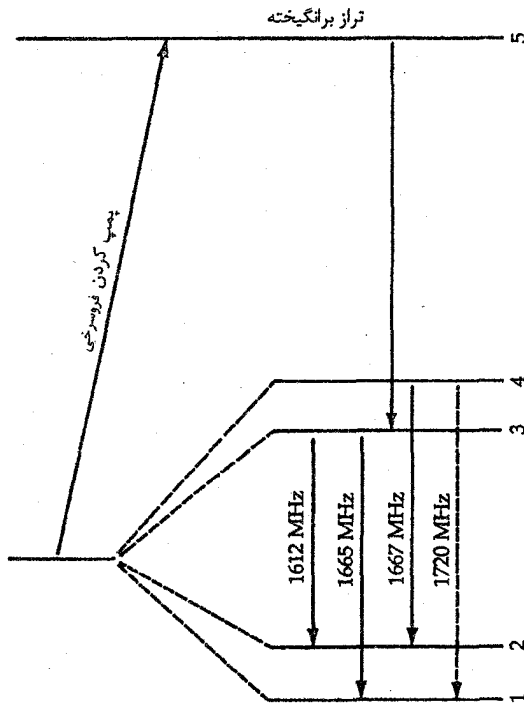
شکل ۱۳-۱۵ تراز انرژی برای یک میزر سه تراز فرضی.

این فرآیند میزر را در OH در نظر بگیرید [شکل (۱۴-۱۵)]. رادیکال OH احتمالاً بوسیله فوتونهای فرسرخ تا تراز ۵، پمپ می‌شود. احتمالات گذارها به ترازهای پایین‌تر طوری هستند که تلاشی طبیعی انرژی، بیشتر مولکولها را در تراز ۳ رها می‌کند. مولکولها می‌توانند در مرحله بعد تا سقوط به تراز ۱ تحریک شده و یک فوتون ۱۶۶۵ مگاهرتز گسیل نمایند؛ احتمال دیگر اما کمتر، سقوط به تراز ۲ و گسیل فوتون ۱۶۱۲ مگاهرتز است. این عمل البته چیزی است که در منابعی نظیر سحابی جبار دیده شده است. میزرهاى کیهانی دیگر، میزر آب در ۲۲۲۳۵ مگاهرتز (۱/۳۵ سانتی متر) و منواکسید سیلیسیوم در ۴۳۱۲۲ مگاهرتز (۶/۹۵ میلی متر) و ۸۶۲۴۳ مگاهرتز (۳/۴۷ میلی متر) می‌باشند.

بسیاری از میزرهاى بین ستاره‌ای آب و هیدروکسیل در نزدیکی ابرهای مولکولی غول ظاهر می‌شوند. این نواحی گسیل میزر فوق‌العاده بهم فشرده هستند - با عرضی حدود چند ده واحد نجومی و خیلی چگال. آنها شاید نشانه‌هایی از تولد ستاره‌های نوین باشند.

### (و) گاز بین ابری

مشاهدات نوری از خطوط جذبی بین ستاره‌ای و اطلاعات امواج ۲۱ سانتیمتری اشاره بر این دارند که کسر بزرگی از گازهای بین ستاره‌ای مثل ابرهای سرد، همراه با ابرهای مولکولی غلیظ می‌باشند. ابرهای HI قطرهایی تا دهها پارسک و دمایی حدود ۱۰۰K و چگالی‌ای برابر با  $10^6$  اتم/m<sup>۳</sup> دارند. آنچه که فضای بین این ابرها را پر می‌کند گاز یونیده‌ای است که بعضی از آنها خیلی داغ هستند. مشاهدات امواج رادیویی گویای وجود عناصر نیمه یونیده در دمای ۱۰۰۰۰K با میانگین چگالی حدود  $10^4$  یون/m<sup>۳</sup> می‌باشند. مشاهدات پرتو فرابنفش و پرتو ایکس مولفه داغ‌تری تا دمای ۱۰<sup>۶</sup>K را نشان می‌دهند که به آنها گازهای بین ستاره‌ای تاجی می‌گویند و به نظر می‌رسد که بیشترین حجم فضای بین ستاره‌ای را اشغال کرده‌اند.



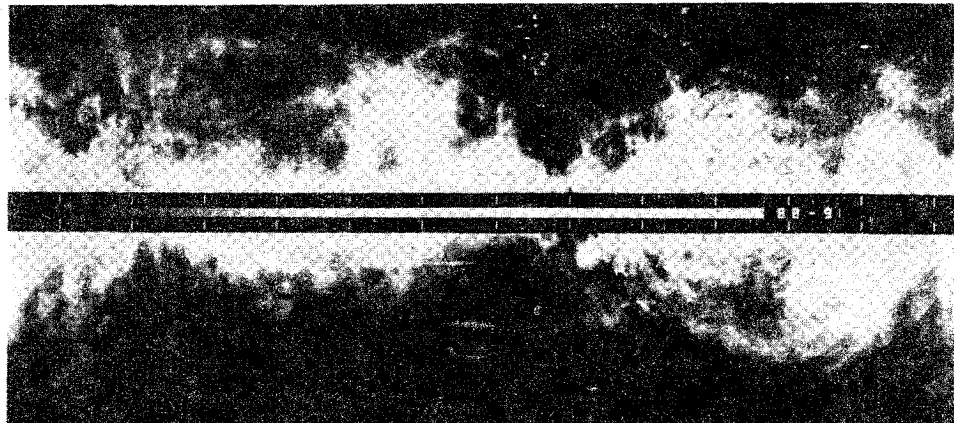
شکل ۱۵-۱۴. نمودار تراز انرژی برای گذارهای میزری OH.

### (ز) تحول گاز بین ستاره‌ای

همراه با تولد و مرگ ستاره‌ها، گازهای بین ستاره‌ای به شکلهای مختلفی متحول می‌شوند. ابرنواخترها نقش مهمی را در دینامیک گازهای بین ستاره‌ای ایفا می‌کنند. یادآوری می‌کنیم که یک ابرنواختر مقدار بسیار زیادی انرژی (حدود  $10^{44}$  ژول) و ماده (۱ تا ۵۰ برابر جرم خورشید) را در فضا تخلیه می‌کند. مواد خارج شده از یک ابرنواختر مانند یک پوسته در محیط بین ستاره‌ای گسترش می‌یابند. این پوسته انبساطی گاز بین ستاره‌ای را فشرده و داغ می‌کند؛ در پشت این پوسته گاز داغ و رقیق بجای می‌ماند. در حقیقت، این گاز به قدری داغ می‌شود که نه تنها تمام هیدروژن یونیده می‌شود بلکه عناصری که با شدت بالایی یونیده شده‌اند مثل OVI نیز تشکیل می‌شوند. پوسته‌های ابرنواخترها ساختارهای بزرگی را دارا هستند و چند تا از آنها قطره‌هایی تا صدها پارسک (تا ۳ کیلوپارسک) دارند [شکل (۱۵-۱۵)]. همچنان که اینها گاز بین ستاره‌ای را جارو می‌کنند، آن را تا  $50,000\text{ K}$  و تا چگالی کم رقیق می‌نمایند. در این فرآیند، ابرهای سرد بین ستاره‌ای تغییر شکل داده و از بین می‌روند. این پوسته‌های در حال انبساط ممکن است تحول

کسر بزرگی از گاز بین ستاره‌ای را سبب شوند.

محیط بین ستاره‌ای را به عنوان دربرگیرنده چندین مولفه اصلی مورد توجه قرار دهید که این مولفه‌ها همان طور که ستارگان داخل آنها در مراحل مختلف حیاتشان قرار می‌گیرند، ممکن است از یکی به دیگری تحول یابند.



شکل ۱۵-۱۵. رشته‌ها و پوسته‌های HI در محیط بین ستاره‌ای. این نقشه ۲۱ سانتیمتری هیدروژن ساختار بزرگ مقیاس گاز بین ستاره‌ای را نشان می‌دهد که احتمالاً از انفجارات ابرنواختری نتیجه شده است. میله عبوری از مرکز، صفحه کهکشانی را مشخص می‌کند؛ این تصویر ۶۰ درجه بالا و پایین صفحه را در بر می‌گیرد (سی. هیلز<sup>۱</sup>).

۱- نواحی HII. مناطق هیدروژن تابان یونیده که ستاره‌های داغ و جوان را احاطه کرده‌اند (انواع طیفی O و B)؛ شامل مقادیر مختصری از گازهای بین ستاره‌ای بوده و شاید حدود ۱۰ میلیون جرم خورشیدی را مجموعاً در کهکشان دارا باشند و دمایی حدود  $10^4 K$  و چگالی‌ای حدود  $m^3 / یون^{۱۰^۶}$  را دارند.

۲- نواحی HI / ابرهای خنثی پراکنده. ابرهایی از هیدروژن خنثی و سرد، حدود ۵pc قطر دارند و هر یک شامل حدود ۵۰ جرم خورشیدی از ماده هستند؛ جرم کل در کهکشان ممکن است ۳ میلیارد جرم خورشیدی و دمایی حدود  $100 K$  و حدود چگالی  $m^3 / اتم^{۱۰^۸}$  را داشته باشند.

۳- ابرهای مولکولی. از کوچک تا غول آسا بیشتر شامل هیدروژن مولکولی ( $H_2$ ) هستند که جرم کلی برابر با چندین بیلیون جرم خورشیدی، دمایی به کمی  $10 K$  و چگالی‌ای بیشتر یا حدود  $10^9$  مولکول بر متر مکعب را دارا هستند. اگر چه این مولکولها کمتر از یک درصد از فضای بین ستاره‌ای را اشغال کرده‌اند، با این حال، جزء مهمی از ماده‌ای که جایگزین فضای

بین ستاره‌ای می‌باشند را شامل می‌شوند. ستاره‌هایی که از ابرهای مولکولی متراکم شکل گرفته‌اند، بعضی از قطعات آنها به نواحی HII توسعه می‌یابند.

۴- محیط بین ابری. یک گاز نسبتاً داغ، بیشتر شامل هیدروژن خنثی (و بنابراین قابل مشاهده توسط امواج  $21\text{cm}$ ) می‌باشد. به علاوه، حدود ۲۰ درصد گاز یونیده شامل الکترونها می‌باشد (قابل مشاهده در طیفهای پیوستار رادیویی). این گاز ابرهای بین ستاره‌ای سردتر را احاطه کرده است و حدود ۲۰ درصد از حجم را می‌پوشاند و دمایی از  $5000\text{K}$  تا  $10000\text{K}$  داشته و چگالی  $m^3/\text{اتم}$   $3 \times 10^5$  و  $5 \times 10^4$  الکترون بر متر مکعب را داراست.

۵- گاز تاجی. گاز یونیده بسیار داغ ( $10^6\text{K}$ )، کم چگال (کمتر از  $10^4$  ذره بر متر مکعب) که تا انتهای فضای بین ستاره‌ای نفوذ کرده و بیشتر از نصف و یا حتی شاید ۷۰ درصد از آن را اشغال کرده است.

### ۱۵-۳ شکل‌گیری ستاره‌ای

اکنون به محیط‌های بین ستاره‌ای به عنوان کارخانه سازنده ستاره بر اساس اطلاعات و تصاویر جمع آوری شده باز می‌گردیم. این مبحث را به دو بخش تولدهای ستاره‌های سنگین (با بیش از ده برابر جرم خورشیدی) و ستاره‌های با جرم خورشیدی تقسیم می‌کنیم. اجرام پیش ستاره‌ای سنگین از تابش زیادتری نسبت به اجرام پیش خورشیدی برخوردار هستند و ستاره‌های سنگین هنگامی که به رشته اصلی برسند گازهای اطراف خود را یونیده می‌کنند. گازهای یونیده توسط تلسکوپهای رادیویی آشکار می‌گردند. چون گرد و غبارها با محو کردن امواج مانع انجام این عمل می‌شوند، فقط مشاهدات رادیویی و فرسرخ‌ی به ما اجازه بررسی و تحقیق در چگونگی پرورش یافتن ستاره‌ها را می‌دهند. به خاطر بیاورید که دسته عمومی ستارگان پیش رشته اصلی و پیش ستاره‌ای که به طرز مستقیم مرئی هستند یا رویت نمی‌شوند را اجرام ستاره‌ای جوان می‌نامیم (YSOs).

### (الف) فیزیک پایه

بخش (۱۶-۳ الف) پایه‌های فروریزش گرانشی و کاربرد آن برای پیش ستارگان را نشان داد - یعنی، مقیاس زمانی برای فروریزش. در اینجا قبل از اینکه به مساله اصلی پردازیم، فیزیک پایه مربوط به شکل‌گیری ستاره‌ای را مرور می‌کنیم: تکانه زاویه‌ای و چگونگی یک YSO از آن به بیرون می‌آید.

### مقیاس اندازه برای فروریزش

اجازه دهید قضیه ویریا،  $-U =$  حرارتی  $2E$  را بکار ببریم، که

$$E_{\text{حرارتی}} = NKT$$

و  $N$  تعداد کل ذرات در ابر می‌باشد. انرژی پتانسیل گرانشی را به صورت زیر تقریب می‌زنیم

$$U \approx -\frac{GMm}{R} \approx -\frac{GM^2}{L}$$

که جرم خود را جذب می‌کند و  $L$  مقیاس اندازه ناحیه فروریزش است. اگر ابر اولیه تماماً مولکول هیدروژن باشد، آنگاه  $N = \frac{M}{2m_H}$ ، و قضیه ویریا نتیجه می‌دهد

$$2 \left( \frac{M}{2m_H} \right) KT \approx \frac{GM^2}{L}$$

$$\frac{KT}{m_H} \approx \frac{GM}{L}$$

اما برای یک ابر کروی یکنواخت،  $M = \frac{4}{3}\pi\rho L^3$ ، بنابراین

$$\frac{KT}{m_H} \approx G\rho L^2$$

یا

$$L \approx \left( \frac{KT}{m_H G \rho} \right)^{1/2} \propto \left( \frac{T}{\rho} \right)^{1/2}$$

اگر ثابتها را جایگزین کنیم

$$L \approx 10.7 \left( \frac{T}{\rho} \right)^{1/2} \quad (9-15)$$

که واحد آن متر است. برای سردترین ناحیه یک ابر مولکولی غول،  $T \approx 10\text{K}$  و

$\rho \approx 10^{-15}\text{kg/m}^3$ ، بنابراین  $L = 10^{15}$  متر یا  $0.1$  پارسک می‌باشد. جرم واقع در این حجم

تقریباً  $M \approx L^3 \rho \approx 10^3 \text{kg} \approx M_{\odot}$ . بنابراین مقیاسهای جرم و اندازه مقدار مناسبی برای

شکل‌گیری یک ستاره نظیر خورشید می‌باشند.

### مقیاس زمانی برای فروریزش

یک ابر بین ستاره‌ای مرکب از گرد و غبار و گاز با جرم کافی برای انقباض گرانشی را تصور کنید.

در خلال فروریزش (محیط بدون فشار فرض شده، لذا ذرات برخورد نمی‌کنند)، چگالی مواد در

مرکز سریعتر از لبه افزایش می‌یابد. به علت افزایش چگالی، زمان فروریزش در مرکز کاهش

می‌یابد؛ لذا سریعتر فرو می‌ریزد، چگالی رشد می‌کند، و بنابراین فروریزش سریعتر صورت می‌گیرد. مابقی جرم ابر در پشت سر به صورت یک پوش در حال انقباض آرام باقی می‌ماند. این قسمت از فروریزش به صورت سقوط آزاد رخ می‌دهد.

اجازه دهید که سقوط آزاد را به وضوح بررسی کنیم. ذره آزمایشی  $m$  را در لبه ابری به جرم  $M$ ، شعاع  $R$ ، و چگالی اولیه  $\rho_0$  در نظر بگیرد. تصور کنید که ذره مستقیماً به طرف مرکز سقوط می‌کند، بنابراین مداری بیضی شکل با نیم محور بلند  $a = (\frac{1}{2}r)$  و  $e = 1$  را طی می‌کند. آنگاه

$$M = \frac{4}{3}\pi R^3 \rho_0 = \frac{4}{3}\pi (\frac{1}{2}r)^3 \rho_0 = \frac{32}{3}\pi a^3 \rho_0$$

بنابراین قانون سوم کپلر،

$$\frac{P^2}{a^3} = \frac{4\pi^2}{GM}$$

به صورت زیر در می‌آید

$$P = \left(\frac{32\pi}{8G\rho_0}\right)^{1/2}$$

زمان سقوط آزاد  $t_{ff}$  برابر نصف زمان  $P$  است، لذا

$$t_{ff} = \left(\frac{32\pi}{32G\rho_0}\right)^{1/2}$$

یا، اگر ثابتها را جایگزین کنیم،

$$t_{ff} = (6/44 \times 10^4) / \rho_0^{1/2} \text{ ثانیه} \quad (10-15)$$

برای  $\rho_0$  برحسب  $\text{kg/m}^3$ . برای ابر مورد بررسی در اینجا،  $\rho_0 \approx 10^{-15} \text{kg/m}^3$ ، بنابراین

$$t_{ff} = (6/44 \times 10^4) / (10^{-15})^{1/2} \approx 10^5 \text{ سال}$$

## تکانه زاویه‌ای

فروریزش همراه با چرخش

ابره‌ای بین ستاره‌ای حداقل کمی می‌چرخند. یک ابر منفرد چرخان بایستی تکانه زاویه‌ای را پایسته نگهدارد. همان طور که ابر فروریزش می‌کند، هر ذره نزدیکتر به محور چرخش حرکت می‌کند، و لذا ابر بایستی تندتر بچرخد. در یک مرحله، سرعت چرخش ممکن است آنقدر زیاد شود که شتاب جانب به مرکز با نیروی گرانشی واحد جرم در تعادل قرار گیرد، و در نتیجه

فروریزش متوقف شود. توجه داشته باشید که فاصله تا محور چرخش تکانه زاویه‌ای را تعیین می‌کند نه فاصله از مرکز ابر. یک ذره که از نزدیک محور چرخش حرکت را شروع می‌کند، می‌تواند فاصله زیادی را به طرف مرکز بدون تغییر چندانی در فاصله از محور سقوط کند، لذا قادر است به مرکز نیرو بسیار نزدیک شود قبل از اینکه سرعت چرخش آن به حدی برسد تا متوقف گردد. قسمت‌هایی از ابر که در ابتدا نزدیک محور چرخش هستند بیش از نقاط نزدیک به استوا فرو ریزش می‌کنند، و در نتیجه ابر، به شکل یک قرص تخت در می‌آید.

اجازه دهید پایستگی تکانه زاویه‌ای را در مورد حالت ساده ابری به شعاع  $1 \text{ pc}$  و  $0.1$  و جرم یک برابر جرم خورشید (مثل قبل)، و با تندی استوایی اولیه  $1 \text{ km/s}$  بکار ببریم. فرض می‌کنیم هیچ کاهش جرمی نداریم، بنابراین جرم‌های اولیه و نهایی برابر هستند. آنگاه

$$m_i v_i r_i = m_f v_f r_f$$

و

$$\begin{aligned} v_f &= v_i \left( \frac{r_i}{r_f} \right) \\ &= 1 \text{ km/s} \left( \frac{3 \times 10^{15} \text{ m}}{5 \times 10^8 \text{ m}} \right) \\ &\approx 5 \times 10^6 \text{ km/s} \end{aligned}$$

که بیش از تندی نور است! بنابراین، یک پیش ستاره بایستی قبل از اینکه یک ستاره رشته اصلی بشود، تکانه زاویه‌ای از دست بدهد.

افزودن اسپین به الگوهای نظری فروریزش پیش ستاره‌ای محاسبات را بسیار سختتر و نتایج را غیرقطعی‌تر می‌کند. یکی نکته اصلی استنباط می‌شود: در بعضی حالات، یک هسته قرص مانند از حلقه‌های مواد نتیجه می‌شود. این حلقه‌ها در بعضی حالات ناپایدار می‌شوند، و به صورت توده‌های کوچکی در می‌آیند. گاهی اوقات این توده‌ها بهم جوش خورده و به چندین قطعه تبدیل می‌شوند؛ معمولاً ۲ یا ۳ قطعه باقی می‌ماند. اگر هر توده سرانجام به یک ستاره تبدیل شود، آنگاه توصیفی طبیعی برای وقوع سیستم‌های چند ستاره‌ای خواهیم داشت.

### میدانهای مغناطیسی

اکنون اجازه دهید پایستگی شار مغناطیسی را برای یک ستاره در حال فروریزش بکار ببریم. شار مغناطیسی  $\Phi$  (واحد SI: وبر)

$$\Phi = \pi r^2 B$$



پایسته است، بنابراین شدتهای میدان مغناطیسی توسط رابطه زیر بهم مربوط اند

$$\frac{B_f}{B_i} = \left(\frac{r_i}{r_f}\right)^2 \quad (11-15)$$

با استفاده از پارامترهای قبل، و اعمال میدان مغناطیسی بین ستاره‌ای متوسط  $10^{-10}$  تسلا، خواهیم داشت

$$\frac{B_f}{B_i} = \left(\frac{3 \times 10^{10}}{7 \times 10^8}\right)^2$$

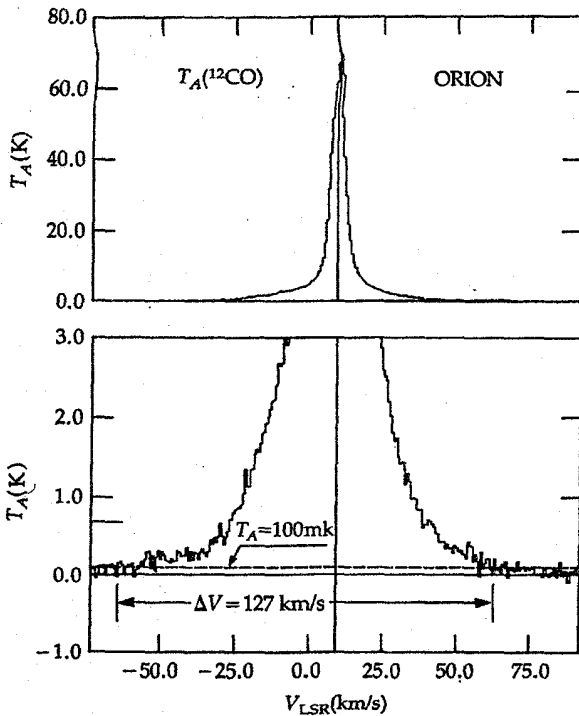
$$B_f = 10^{-10} T (2 \times 10^{15}) \approx 1.5 T$$

بنابراین در انتهای فروریزش یک قرص بسیار مغناطیده خواهیم داشت. از اینرو، اگر میدان مغناطیسی را همراه با کاهش تکانه زاویه‌ای پراکنده کنیم، ما می‌توانیم دو مساله را حل کنیم. خط پایه فیزیک اساسی این است که تولد ستاره‌ای شامل یک قرص مغناطیسی اطراف یک YSO می‌باشد که آن ممکن است توسط بادهای ستاره‌ای قوی پخش و توسط میدان  $\vec{B}$  موازی شوند. اکنون اجازه دهید شواهد مشاهده‌ای برای این مفهوم را مرور کنیم - شواهدی که ابتدا از نجوم رادیویی و فرورسرخ‌ی نتیجه می‌شوند.

### (ب) شارش‌های مولکولی و تولد ستاره‌ای

مشاهدات مربوط به مولکولهای اطراف YSO ها شارش‌های گازی با تندی بالایی را نشان می‌دهند ( $30-100 \text{ km/s}$ ). اندازه‌گیری‌های انتقال دوپلری نشان می‌دهند که این شارش‌ها دوقطبی می‌باشند: دو جریان که در دو جهت مخالف در حال حرکت‌اند - آنها شارش‌های خروجی دوقطبی هستند. شارش‌های دوقطبی مقادیر قابل ملاحظه‌ای جرم را حمل می‌کنند و می‌توانند آن را در چند پارسک پراکنده کنند؛ بنابراین مقادیر انرژی عظیمی آن‌ها را به بیرون می‌راند. منبع دقیق این انرژی و منشاء شارش‌ها تاکنون یک معما می‌باشد. چنین شارش‌هایی بنظر می‌رسد به تولد ستارگان وابسته باشند.

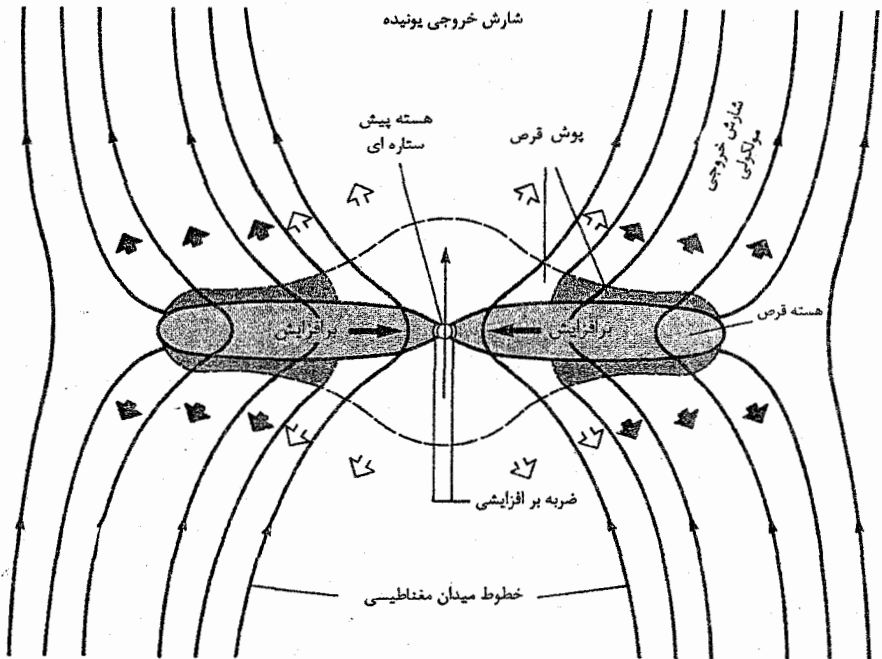
شارش‌ها خود را به عنوان پهنای انبساط یافته، از انتقالات دوپلری، مربوط به خطوط مولکولی نظیر CO نشان می‌دهند [شکل (۱۵-۱۶)]. طرف انتقال به قرمز را بال قرمز می‌نامند؛ طرف انتقال به آبی، بال آبی نامیده می‌شود. مثلاً، برای سحابی جبار کل پهنای خط CO  $127 \text{ km/s}$  می‌باشد [شکل (۱۵-۱۶)]. کل انرژی جنبشی در چنین شارش خروجی گاز مولکولی حدود  $10^{40}$  ژول و قدرت آن  $2600 L_{\odot}$  است. از اینرو، این شارش‌ها بسیار پرنرژی هستند و مقادیر عمده‌ای انرژی وارد ابر مولکولی اطراف می‌کند.



شکل ۱۵-۱۶. شواهدی برای شارشهای خروجی مولکولی. مشاهدات خط  $^{12}\text{CO}$  از سحابی جبار؛ مقیاس عمودی شار می‌باشد که برحسب دمای آنتن ( $T_A$ ) داده شده است. مقیاس افقی سرعت نسبت به سکون محلی استاندارد ( $V_{\text{LSR}}$ ) می‌باشد. قسمت بالای شکل، نمایه کامل خط را ارائه می‌دهد. قسمت پائینی پایه نمایه را در مقیاس وسیع‌تری نشان می‌دهد. در تراز  $T_A = 100 \text{ mK}$ ، پهنای کامل خط ( $\Delta V$ ) برابر  $127 \text{ km/s}$  می‌باشد. (جی. بالی<sup>۱</sup> و سی. جی. لادا<sup>۲</sup>)

یک الگو برای توضیح تصورات شارشها این است که یک YSO هنوز مواد را در اطراف یک هسته مرکزی برافزایش می‌کند. اطراف ستاره یک قرص فشرده یا چنبره گاز و گرد و غباری وجود دارد، که به سرعت در حال چرخش است و بسیار مغناطیده می‌باشد [شکل (۱۷-۱۵)]. گاز توسط تابش UV تولید شده در سطح هسته تا فواصل زیاد یونیده می‌شود. یک باد هیدرودینامیکی نتیجه می‌شود، با قرص که به طور طبیعی شارش باد ستاره‌ای را به گونه‌ای هم جهت می‌کند که آن را در امتداد محور چرخش قرص به بیرون جاری می‌نماید، در اینصورت دو

جریان حاوی شارش یونیده و شارش خنثی بوجود می‌آورد. هنگامی که این دو جریان مواد کافی را به طرف بیرون می‌رانند، دو لایه گاز در دو جهت مخالف به صورت شارشهایی با محیط اطراف برخورد می‌کنند. این شارشها می‌توانند به مقدار  $10^{-4} \frac{M_{\odot}}{y_r} - 10^{-6}$  برسند و تکانه زاویه‌ای را به اطراف منتقل کنند تا چرخش را در مدت  $10^5$  سال قطع نمایند. قرصها در اطراف YSO های سنگین ممکن است چگالی‌هایی از مرتبه  $10^{14} m^{-3}$ ، تندی‌های چرخشی چند کیلومتر بر ثانیه، و ابعادی حدود چند پارسک داشته باشند. قرص‌ها نظیر چرخ لنگرها که انرژی برافزایشی را به شارشهای خروجی تبدیل می‌کنند، عمل می‌نمایند، و در نتیجه تکانه زاویه‌ای اولیه سیستم را پراکنده می‌کند.



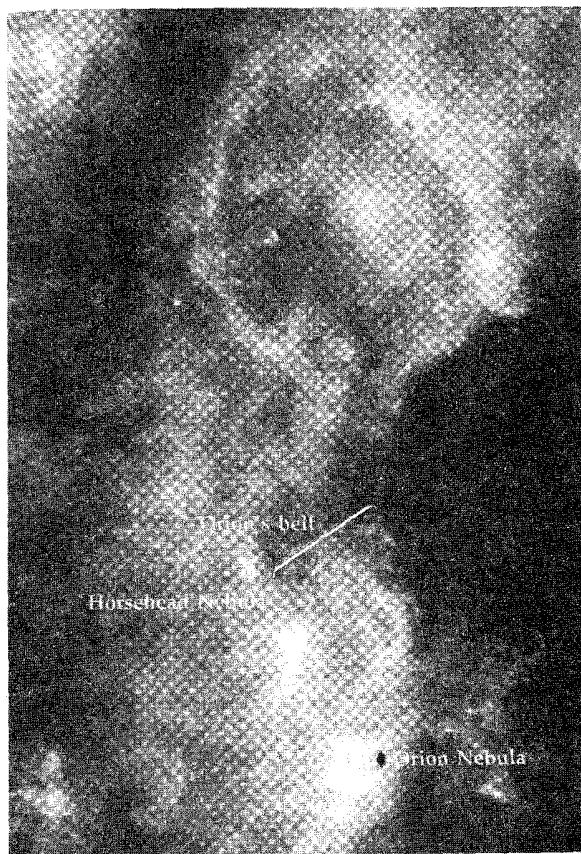
شکل ۱۵-۱۷. الگویی برای شارش‌های خروجی دوقطبی ناشی از قرص مغناطیده چرخان در اطراف یک پیش ستاره. این نمایش نشان می‌دهد که ناحیه مرکزی قرص هسته پیش ستاره را احاطه کرده است، و هنوز مواد را برافزایش می‌کند. قسمت یونیده قرص و مواد اطراف دارای خطوط میدان مغناطیسی می‌باشد که از آنها عبور کرده است. (آر. ای. پودریتز<sup>۱</sup>)

کشف این شارشهای دو طرفه راهنمای بسیار موثری از این موضوع است که به طور نمونه قرصهای حاوی مواد در اطراف ستارگان در خلال شکل‌گیری‌شان، بوجود می‌آیند. از چنین قرصهایی است که ممکن است سیستم‌های سیاره‌ای شکل بگیرند. بنابراین سرنخی داریم که الگوی سحابی ممکن است برای شکل‌گیری سیاره‌ای در جای دیگری در کهکشان خودی نیز بکار رود.

### (ج) تولد ستاره‌های سنگین

تولد یک ستاره سنگین دارای علائم خاصی در امواج رادیویی و فرسرخ می‌باشد. اولاً ستاره‌ها از ابرهای مولکولی به وجود آمده‌اند (قابل رویت توسط گسیل در طول موجهای میلیمتری). ثانیاً فروریزش سقوط آزاد در مراحل اولیه، که بر حرارت غبارها می‌افزاید، دمای آنها را به حدود  $30\text{K}$  تا  $50\text{K}$  می‌رساند. این گرد و غبار تابش فرسرخ گسیل می‌کند که قله آن حدود  $10\mu\text{m}$  است. ثالثاً، همینکه پیش ستاره تشکیل می‌شود دمای غبار داخلی به حدود  $1000\text{K}$  می‌رسد و بنابراین تابش‌هایی با قله‌ای در حدود  $3\mu\text{m}$  گسیل می‌دارد. غبار سطحی تر سردتر بوده و هنوز حدود  $100\text{K}$  دما دارد. بنابراین، طیف حاصل ترکیبی از دو قله جسم سیاه یکی در نزدیکی  $3\mu\text{m}$  و دیگری در نزدیکی  $30\mu\text{m}$  را نشان می‌دهند. رابعاً، همچنان که پیش ستاره به رشته اصلی می‌رسد گاز هیدروژن را یونیده کرده و یک ناحیه HII فشرده توسعه می‌یابد که به سهولت در طول موجهای ریزموجی قابل رویت هستند. خامساً، گاز داغ و یونیده گسترش می‌یابد و غبار به سمت خارج رانده و سرد می‌شود و یک موج با قله‌ای در حوزه فرسرخ دور با شدت کمتر گسیل می‌شود. هنگامی که غبار تقریباً پراکنده شده است، ناحیه HII یک طیف پیوستار ضعیف در طول موجهای رادیویی گسیل خواهد داشت. سرانجام، ناحیه HII آن قدر توسعه خواهد یافت که غبار را کاملاً به بیرون هدایت نموده و محو می‌سازد و در پس آن شکل واقعی ستاره رویت می‌گردد.

با این سناریو در ذهن، به شکل‌گیری ستاره‌ای در ناحیه سحابی جبار به عنوان بخشی از کهکشان خودی به ویژه غنی از ابرهای مولکولی غول (GMC) توجه کنید. آن قسمتی که به آن توجه می‌کنیم بخش چگالتر GMC و در ورای سحابی جبار است؛ آن OMC1 نامیده می‌شود. تمام ابر بسیار توده‌ای است، و ابعاد هر توده حدود یک پارسک بوده که حاوی چند ده تا صدها برابر جرم خورشیدی از مواد می‌باشد. مشاهدات IRAS صحنه کلی شکل‌گیری ستاره‌ای را در اینجا نشان داده‌اند [شکل (۱۵-۱۸)].



شکل ۱۵-۱۸. تصویر ترکیبی IRAS از نواحی شکل‌گیری ستاره‌ای در همسایگی سحابی جبار. قویترین نواحی نشر فرورسرخي به خوبی با نواحی چگال ابرهای مولکولی برهم منطبق هستند. به نشر قوی از سحابی جبار توجه کنید. (ناسا)

اجازه دهید روی سحابی جبار تمرکز کنیم [شکل (۱۵-۱۹)]. ناحیه HII در اطراف خوشه دوزنقه قدیمی‌ترین قسمت ناحیه (تحول یافته‌ترین) را معین می‌کند؛ آن شبیه به یک تاول داغ در جلوی OMCI قرار دارد، و به تدریج توسط ابر مولکولی خورده می‌شود. خوشه دوزنقه شامل صدها ستاره با فاصله  $0.3 \text{ pc}$  از همدیگر می‌باشد که فقط ستاره‌های  $O$  و  $B$  از این گروه، گازها را یونیده می‌کنند. این ستاره‌های سنگین بیشتر از یک میلیون سال عمر نداشته و جوان‌ترین زیر گروه از انجمن  $OB$  جبار  $I$  می‌باشد. در یک پیش تحولی در می‌یابیم که هسته ابر

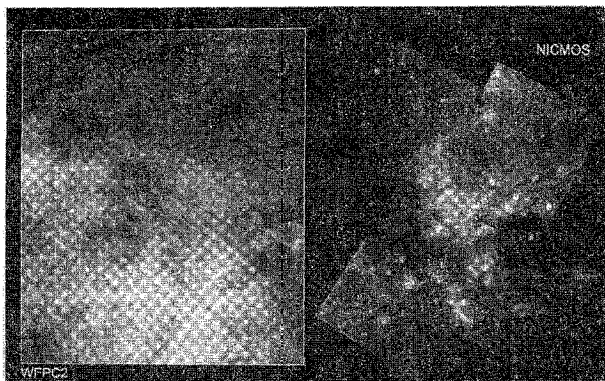
مولکولی (ابعاد حدود  $0.05 \text{ pc}$ ، جرم حدود چند برابر جرم خورشیدی) که در پشت سحابی جبار قرار دارد جوانترین قسمت ناحیه می‌باشد.



شکل ۱۵-۱۹. ناحیه دوزنقه از سحابی جبار. تصویر نوری با زمان نوردهی کوتاه هسته ناحیه H II را که خوشه دوزنقه در آن فرو رفته است، نشان می‌دهد (پیکان). (رصدخانه لیک<sup>۱</sup>)

مشاهدات فروسرخ نزدیک توسط *HST* نشان می‌دهند که قوی‌ترین نشر مربوط به OMC1 مربوط به یک ستاره جوان سنگین [شکل (۱۵-۲۰)] به نام جرم بکلین - نیوگبار<sup>۲</sup> (BN) است. منابع نقطه‌ای بسیاری با جدایی چند هزار AU در خوشه قرار دارند. بسیاری از منابع می‌زر نیز ناحیه را مشخص می‌کنند. نشر فروسرخ بسیار قطبیده (در  $3/\mu\text{m}$  تا  $50/\mu\text{m}$ ) می‌باشد که دلالت بر وجود یک سحابی بسیار گرد و غباری فروسرخ انعکاسی در مرکز می‌باشد. در اینجا مشاهدات مولکولی هر دو نوع شارش‌های خروجی با سرعت بالا،

تا  $150 \frac{\text{km}}{\text{s}}$ ، را نشان می دهند. شارش‌ها  $H\beta$  موجود در گاز اطراف را مورد ضربه قرار می دهند، که در نتیجه در  $2\mu\text{m}$  نشر می کند. به طور کلی، ناحیه در هم برهم است و در ضمن توسط فرآیند تولد ستاره‌ای اشکال پنجه مانند کوچک، دکمه مانند و قوسی شکل نیز بوجود آمده‌اند.



شکل ۱۵-۲۰. یک تصویر فرورسرخ نزدیک *HST* از *OMC1* در سحابی جبار. تصویر دست چپ در نور مرئی است (توسط *WFPC2* گرفته شده است)؛ سطح خلاصه شده ناحیه‌ای از مشاهدات فرورسرخ طرف راست را نشان می دهد (توسط فرورسرخ نزدیک جدید و طیف‌سنج چند جرمی گرفته شده است، *NIMCOS*). روشنترین منبع نزدیک به مرکز، جرم بکلین - نیوگبار (*BN*) می باشد که یکی از اولین منابع فرورسرخ تشخیص داده شده بوسیله مشاهدات زمینی است. (تصویر *WFPC2* توسط سی. آر. ادل<sup>۱</sup>، اس. کنی. ونگ<sup>۲</sup> و ناسا؛ تصویر *NIMCOS* توسط آر. تامسون<sup>۳</sup>، ام. ریک<sup>۴</sup>، اس. استولوی<sup>۵</sup>، ای. اریکسون<sup>۶</sup>، و اس. کلگان<sup>۷</sup> و ناسا)

با قرار دادن این مشاهدات در یک تصویر هم‌دوس، بعضی از حدسها را راجع به ساختار پیچیده *OMC1* به یاد می آورد؛ در اینجا یک الگوی بکار رفته می باشد [شکل (۱۵-۲۱)]. یک ابر ستیخ مانند وسیع در جنوب و شمال منابع فرورسرخ قرار دارد؛ در درون آن چند توده فشرده می باشد - شاید پیش ستارگان در شرف تکوین. ناحیه هسته پرنانرژی حاوی چندین منبع فرورسرخ می باشد (که از بین آنها، به نظر می رسد *IRC2* شارش‌های خروجی قیدرتمند را می راند). همراه با شارش‌های خروجی از *BN*، گاز  $H\beta$  در لبه‌های حفره مرکزی توسط جبهه‌های ضربه تحریک می شود. منبع هسته‌ای داغ ممکن است باقی مانده از فروریزشی باشد که *BN* را

1- C.R. Odell

2- S.K. Wong

3- R. Thomson

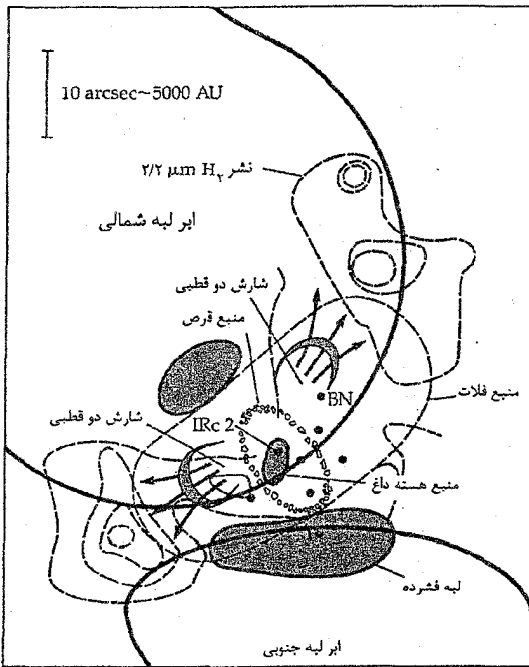
4- M. Rieke

5- S. Stolovy

6- E. Erikson

7- S. Colgan

ساخته است. این چنین پیچیدگی را می‌توانیم به بینیم زیرا OMC1 آنقدر به ما نزدیک است که قادریم نواحی مختلف آن را از هم تفکیک کنیم.



شکل ۱۵-۲۱. الگویی از اندرکنشهای شکل‌گیری ستاره‌ای در هسته OMC1. شارشهای خروجی قدرتمند حفره‌ای را در ابر مولکولی و اطراف IRc2 و BN بوجود آورده‌اند. (دبلیو. ام. ایروین<sup>۱</sup>، پی. اف. گلداسمیت<sup>۲</sup>، و ای. هجالمارسون<sup>۳</sup>)

این حالت در سحابی جبار و در دیگر نواحی، جاهایی که نواحی HII در مجاورت ابرهای مولکولی غول‌آسا می‌باشند همگی سناریوی مشابهی از شکل‌گیری پی در پی ستاره‌ای، در درون خود را گزارش می‌دهند. شکل‌گیری ستاره سنگین در یک انتهای همین ابر مولکولی غول‌آسا آغاز می‌شود [شکل (۱۵-۲۲)]. (چنین ابرهایی تمایل به کشیدگی و سیگار شکل شدن دارند.) یک گروه کوچک حدوداً از ده ستاره OB شکل می‌گیرد. سپس تابش فرابنفش آنها مولکولهای هیدروژنی موجود در اطراف آنها را شکسته و گاز را یونیده می‌کند. ناحیه HII به

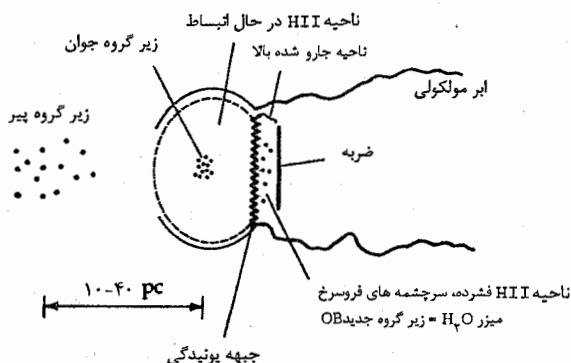
1- W.M. Irvine

2- P.F. Gold Smith

3- A. Hjalmarsson



علت داغ بودن، منبسط می شود و باعث پیشروی یک موج ضربه ای در میان ابر مولکولی می گردد. گاز پشت موج ضربه ای برای رسیدن به چگالی های مناسب جهت شروع فروریزش گرانشی فشرده می شود. یک گروه جدید از ستاره های OB حدود یک میلیون سال پس از شکل گیری قبلی، متولد می شوند. این فرآیند تکرار می شود و گروه های کوچک از ستاره های وزین در یک ردیف از انفجارات در طول ابرهای مولکولی متولد می گردند.



شکل ۱۵-۲۲. الگوی پی در پی شکل گیری ستاره سنگین از یک ابر مولکولی  
 غول آسا، (اقتباس از نموداری توسط بی.ای. المگرین<sup>۱</sup> و سی. لادا<sup>۲</sup>)

این الگو پیش بینی می کند که بقایای سنگواره های یک ابر مولکولی سلسله هایی از گروه های کوچک ستاره ای OB خواهند بود که حدود ۱۰ تا ۳۰ پارسک از یک دیگر جدا بوده و کم و بیش در همان فضایی که ابر مادر بوده است، می باشند. چنین گروه های غیر مستحکمی از ستارگان OB، انجمن های OB نامیده می شوند که بسیار جوان می باشند. این گروه از ستاره های OB به خودی خود نمی توانند بیش از  $10^7$  سال عمر داشته باشند و از این رو این ستاره ها حیات طولانی ندارند (دهها میلیون سال). خیلی از اجتماعات OB که عرضی در حدود ۳۰ تا ۲۰۰ پارسک دارند شامل خوشه های کوچک ستاره ای می باشند که به عنوان زیر گروه های OB خوانده می شوند. این زیر گروه ها شامل ۴ تا ۲۰ ستاره هستند (به طور متوسط ۱۰ تا). درون یک انجمن، زیر گروه های OB در یک رشته تحولی قرار دارند. قدیمی ترین و پراکنده ترین این زیر گروه ها در یک انتها و زیر گروه بسیار فشرده و جوانتر در قسمت دیگر قرار دارد. برای مثال، جبار شامل اجتماع بزرگی است که از چهار زیر گروه OB تشکیل شده که کوچکترین و جوانترین

گروه خوشه دوزنقه می‌باشد. یادآور می‌شویم که دوزنقه به جنوبی‌ترین ابرهای مولکولی جبار متصل شده است. در این ناحیه نشانه‌هایی از شکل‌گیری یک ستاره وزین را می‌بینیم.

شکل‌گیری یک ستاره از زمانی که در یک انتهای ابر مولکولی شروع می‌شود، این شکل‌گیری در تمام ابر به صورت واکنشی زنجیره‌ای منتشر می‌شود. اما، چه چیزی انفجار مربوط به تشکیل ستاره را آغاز می‌کند؟ هنوز پاسخی برای این سوال یافت نشده است. شاید شروع آن از برخورد‌های ابرهای مولکولی و یا با احتمال بیشتر، از برخورد موج شدید حاصل از بقایای یک ابرنواختر به انتهای‌ترین قسمت یک ابر مولکولی باشد. این ایده در ذهن ما شکل می‌گیرد که یک ابرنواختر نشانه‌هایی از مرگ یک ستاره سنگین خواهد بود و سپس علائم مرگ آن نیز منجر به پدید آمدن و تولد ستاره‌های سنگین دیگری خواهد شد.

همچنین ملاحظه می‌کنید که در این الگو ابرهای مولکولی غول وقتی که تولد ستاره‌ای آغاز شود دوام زیادی ندارند - فقط دهها میلیون سال عمر خواهند داشت. چون ما ابرهای مولکولی زیادی را در حال حاضر می‌بینیم، لذا باید به سرعت تشکیل شده باشند و با فنا شدن سریع خود را متعادل کنند. این که کجا و چگونه این ابرها تشکیل شده‌اند احتمالاً بیشتر مربوط به ساختار مارپیچی کهکشان ماست (فصل ۲۰).

HST به دقت به نواحی پنهان شده تولد ستاره‌ای نگاه کرده است تا شک و گمان قبل را از بین ببرد. M۱۶ با ستونهای گاز سرد و گرد و غباری طویل پارسی خود که به سهولت مرئی است [شکل (۱۵-۲۱)] مثال خوبی می‌باشد. HST بر تارک این ستونها متمرکز شد تا ستارگانی را که از بسته‌های چگال و فشرده گاز و گرد و غبار خارج می‌شوند، پیدا کند [شکل (۱۵-۲۳)]. فوتونهای فرابنفش ستارگان OB نزدیک ابر جنینی را تبخیر نوری می‌کنند، و سرانجام از رشد پیش ستاره جلوگیری می‌نمایند.

ستارگانی که توسط خودشان شکل می‌گیرند ابرهای جنینی خود را توسط بادهای ستاره‌ای بیرون می‌دهند. در سال ۱۹۵۰ م. جورج هرینگ<sup>۱</sup> و گیلرمو هارو<sup>۲</sup> لخته‌های سحابی‌گون در مجاورت ستارگان را فهرست‌بندی کردند - اینها اجرام هرینگ - هارو نامیده می‌شوند. اکنون می‌دانیم که بسیاری از اجرام هرینگ - هارو توسط جت‌های حاصل از YSO [شکل (۱۵-۲۴)] تولید شده‌اند که جت‌ها با محیط اطراف برخورد نموده‌اند.



شکل ۱۵-۲۳. تصویر HST از M16، پنجه‌های گاز و گرد و غباری که اکنون شکل‌گیری ستاره در آن رخ می‌دهد را نشان می‌دهند. تارک هر پنجه چیزی بزرگتر از منظومه شمسی است.

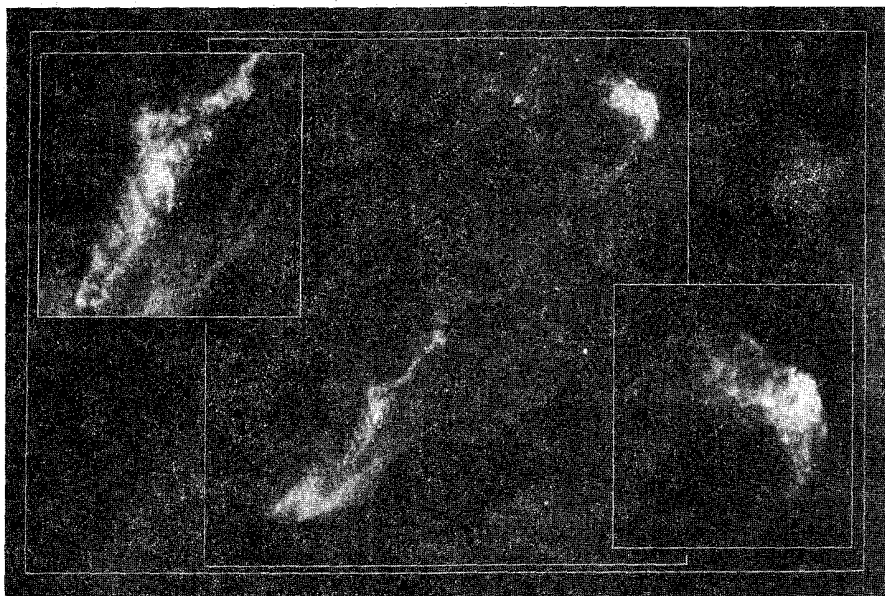
### (د) تولد ستارگان با جرم خورشیدی

تصویر مشاهده‌ای برای تشکیل ستارگان نظیر خورشید بسیار اندک است. اما، مشخصاً به نظر می‌رسد که ستاره‌هایی با جرم خورشیدی مانند ستاره‌های سنگین از ابرهای مولکولی متولد می‌شوند. سوال این است که چگونه و در چه ابرهایی؟ ستارگان با جرم خورشید ممکن است به خوبی همراه با ستارگان سنگین‌تر همان‌طور که در خوشه ذوزنقه دیده‌ایم، شکل بگیرند، در این تصویر، اغلب تولد ستاره‌ای در ابرهای تاریک و سنگین که در آنها انجمن OB شکل می‌گیرند، به وقوع می‌پیوندد. بنابراین ممکن است خورشید در یک انجمن OB متولد شده باشد، و شاید توسط یک وزش شدید ابرنواختر تمیز شده باشد.

ستاره‌های با جرم خورشید ممکن است از ابرهای تاریک تشکیل شده باشند که از جنس ابرهای بین ستاره‌ای بوده و از غبار کافی برخوردار هستند، به طوری که نور ستاره‌ها را در درون و

پشت خود محو می‌سازند. آنها نوعاً دماهای حدود  $10^4 K$ ، چگالیهایی حدود  $m^3/atm^{10^9}$  و اجرامی از چند ده تا چند صد برابر جرم خورشید را دارا هستند. مشاهدات فروسرخ بیانگر چند ده تا صد نامزد برای پیش ستاره‌های با جرم خورشید در درون ابرهای سیاه کاملاً آزمایش شده هستند. IRAS منابع بسیار گرمی (۷۰ تا ۲۰۰ درجه کلوین) را در ابرهای مولکولی پیدا کرده است که ممکن است پیش ستاره‌هایی با جرم خورشید باشند.

بهترین نامزدها برای ستارگان PMS با جرم خورشید، ستارگان T گاو [بخش (۱۸-۳ الف)] می‌باشند. اینها روی نمودار H-R در بالای رشته اصلی واقعند و دارای عمر  $10^5$  تا  $10^7$  سال می‌باشند؛ اکثراً بین  $10^5$  تا  $3 \times 10^6$  سال. اخیراً، مشاهدات پرتو X دسته جدیدی از ستارگان T گاو را مشخص کرده است که ستارگان T گاو عریان (NTTS) نام گرفته‌اند و دارای نشر پرتو X متغیر و زیادی می‌باشند. این ستارگان یک طیف عادی شیدسپهری و رنگین سپهرهای فعالی را به نمایش می‌گذارند. آنها ممکن است به خوبی مرحله بعدی در تحول



شکل ۱۵-۲۴. تصویر HST هریگ - هارو ۴۷ جهت‌هایی از یک YSO (در طرف چپ و پائین تصویر مرکزی) را نشان می‌دهد. تصویر بالا و طرف چپ نمایی نزدیک از برخورد پیچیده جت با مواد اطراف را تدارک دیده است. تصویر پائین و طرف راست ضربه کمانی بوجود آمده در انتهای جت را که به علت برخورد با گاز محلی بوجود آمده، آشکار می‌کند. (جی. مورس<sup>۱</sup> و ناسا)

ستارگان T گاو را که قرص در اطرافشان به کپه‌های کوچکتر تبدیل شده است، نمایش دهند؛ یعنی تغییرات محیط اطراف ستاره‌ای.

به طور خلاصه، می‌توانیم چهار مرحله اصلی شکل‌گیری ستاره‌ای از ابرهای مولکولی را تشخیص دهیم:

۱. شکل‌گیری یک هسته ابری چرخان آهسته.
۲. فروریزش هسته به یک پیش‌ستاره و قرص، در عمق پوش مواد در حال سقوط.
۳. یک باد ستاره‌ای با جت‌های جهت‌دار شده و یک شارش به طرف خارج دو قطبی.
۴. جارو کردن مواد اطراف ستاره تا آشکار شدن YSO؛ ادغام قرص به سیارات یا ستارگان همدم.

### (ه) شکل‌گیری سیستم‌های سیاره‌ای

کشف شارش‌های دو قطبی قویاً ما را راهنمایی می‌کنند که به طور نمونه قرصهای مواد در اطراف ستارگان و در خلال شکل‌گیری آنها، تشکیل می‌شوند. از چنین قرصهایی، ممکن است سیستم‌های سیاره‌ای شکل بگیرند. بنابراین الگوی سحابی‌گون [بخش (۷-۶)] برای شکل‌گیری سیاره‌ای ممکن است در جای دیگری در کهکشان خودی عملی باشد.

در حقیقت، ما اکنون در حال یافتن سرنخ‌هایی راجع به شکل‌گیری سیاره‌ای هستیم. تصاویر ستاره بتای سه پایه نقاش نزدیک (۱۵pc) به وضوح قرص مواد گرد و غباری که تا حدود  $60 \times 10^9$  km از ستاره گسترده است را نشان می‌دهد [شکل (۱۵-۲۵)]. قرص از نیم رخ توسط انعکاس نور ستاره‌ای در اثر دانه‌های گرد و غباری یخ‌ها و سیلیکات‌ها خودنمایی می‌کند. مشاهدات طیف‌سنجی انتقالات دوپلری مربوط به ابر کپه‌ای، در حال چرخش سریع گازی که نواحی داخلی قرص را ساخته است، نشان می‌دهد. قرص تاب برداشته است، که این اتفاق ممکن است از اثر گرانشی سیاره‌ای در لبه داخلی منطقه واضح باشد.

مشاهدات شارش‌های خروجی دو قطبی از ستارگان T گاو که در حدود جرم خورشید را دارا می‌باشند، دلالت بر این دارند که بسیاری از این اجسام دارای قرصهایی از مواد با ابعادی از مرتبه ۱۰۰ AU می‌باشند - درست همان چیزی که شما برای سحابی‌هایی که سیستم‌های سیاره‌ای می‌توانند از آنها شکل بگیرند، انتظار دارید.

سرانجام، HST تصاویری از ناحیه سحابی جبار گرفته است که نشان دهنده قرصها در اطراف YSO می‌باشند. این قرصها، قرصهایی ضخیم بنظر می‌رسند که حاوی حفره‌ای در وسط

همان جا که ستاره قرار دارد، می‌باشند. تابش ناشی از ستاره مواد را می‌جوشاند و از سطح قرص به بیرون می‌راند. آنگاه مواد به صورت دم یک شبه دنباله‌دار توسط باد از YSO به بیرون پرتاب می‌شوند. بنابراین، شکل‌گیری چنین قرصهایی به طور معمول ممکن است با تولد ستارگان همراه باشد.



شکل ۱۵-۲۵. تصویر HST از قرص گرد و غباری در اطراف بتای سه پایه نقاش. یک قرص تاریک کننده، نور ستاره را حذف می‌کند. (سی. بوروس<sup>۱</sup>، تیم WFPC-2/IDI، و ناسا)

## مفاهیم و معادلات کلیدی

اندازه برای فروریزش سقوط - آزاد

$$L \approx \left( \frac{KT}{mHG\rho} \right)^{1/2} \approx 10^7 \left( \frac{T}{\rho} \right)^{1/2}$$

زمان برای فروریزش سقوط - آزاد

$$t_{ff} = \left( \frac{3\pi}{32G\rho_0} \right)^{1/2} = (6/64 \times 10^4) \rho_0^{1/2} S$$

پایستگی شار مغناطیسی

$$\frac{B_f}{B_i} = \left( \frac{r_i}{r_f} \right)^2$$

مدول فاصله همراه با قرمز شدگی

$$m_\lambda - M_\lambda = 5 \log d - 5 + A_\lambda$$

مقدار نشر

$$E_m = \int_0^L n_e^2 dL = \langle n_e \rangle^2 L$$

## مسائل

۱. یک ستاره A۰V دارای قدر مرئی ظاهری ۱۲/۵ و قدر آبی ظاهری ۱۳/۳ است.

(الف) افزایش رنگ این ستاره چقدر است؟

(ب) مقدار جذب مرئی در جلوی این ستاره چقدر است؟

(ج) فاصله ستاره را حساب کنید (بر حسب pc).

(د) اگر جذب بین ستاره‌ای را ناچیز بگیریم خطا چه مقدار خواهد بود؟

۲. الف) قرمزشدگی بین ستاره‌ای چگونه منحنی انرژی طیفی پلانک را برای یک ستاره تغییر

می‌دهد؟ منحنی‌های تقریبی برای یک ستاره  $A(10000K)$  را که در قسمت مرئی طیف

است در هر دو حالت قرمزشدگی و بدون قرمزشدگی رسم کنید.

(ب) قرمزشدگی بین ستاره‌ای روی نمودار قدر - رنگ ( $H-R$ ) یک خوشه ستاره‌ای چه

تاثیری دارد؟ نموداری در تایید جواب خود رسم کنید.

۳. چه راه‌حلهای مشاهده‌ای برای طبیعت ذرات گرد و غبار بین ستاره‌ای وجود دارد و چگونه این

راه‌حلهای بر اساس الگوها قابل تفسیر هستند؟

۴. چند تا از سحابی‌های کهکشانی که به صورت رنگی عکس برداری شده‌اند، دو نوع مختلف

قرمز و آبی را نمایش داده‌اند.

الف) فیزیک این دو نوع از سحابی‌ها را تشریح کنید.

(ب) به طور خلاصه طیفی را که انتظار مشاهده آن را از این دو نوع سحابی دارید توصیف

کنید.

۵. چرا هیچیک از خطوط بالمر هیدروژن با وجود این که هیدروژن فراوانترین عنصر جهان است

به عنوان خطوط جذب بین ستاره‌ای دیده نشده‌اند؟ (راهنمایی: نمودار ترازهای انرژی

هیدروژن را به خاطر آورید.)

۶. الف) دو عامل که در مراحل ابتدایی اندازه یک ناحیه HII را مشخص می‌کنند، نام ببرید.

(ب) اصول فیزیکی حاکم بر پاسخ قسمت الف) را بر اساس کره اشتروم گرن تشریح کنید.

(ج) درخشندگی یک ناحیه HII فقط بستگی به چگالی گاز در سحابی دارد، این پذیرفته را بر

اساس آنچه درباره‌ی اتم هیدروژن می‌دانید تشریح کنید (راهنمایی: معادله ساها را بیاد آورید.)

۷. خطوط طیفی ممنوعه هم در تاج خورشید و هم در سحابی‌های گازی مشاهده شده‌اند، اما

آنها خطوط ممنوعه‌ی مشابهی نیستند.

الف) چگونه این خطوط در دو مورد از هم متمایز می‌گردند؟

(ب) چرا خطوط ممنوعه‌ی سحابی‌ها بوسیله‌ی تاج خورشیدی تابش نمی‌شوند؟ تابش خطوط

ممنوعه تاج خورشیدی در سحابی‌ها چگونه است؟

۸. در جایی که از کهکشان ما یک ابر گاز هیدروژن خنثی با شعاع  $10^4 \text{ pc}$  و چگالی گاز  $10^7 \text{ atm/m}^3$  است.

(الف) در هر ثانیه این ابر چند فوتون  $21$  سانتیمتری تابش می‌کند؟

(ب) اگر ابر در فاصله  $100$  پارسکی از خورشید باشد، شار انرژی این تابش در محل خورشید چقدر است (به  $\text{W/m}^2$ )؟

۹. برای فوتونهای با مشخصات زیر انرژی‌های آنها چقدر هستند؟ (برحسب  $\text{eV}$ )

(الف) حد پیوستار لیمان ( $91/2 \text{ nm}$ )

(ب) خط سحابی حاصل از  $[\text{O III}]$  در  $500/7 \text{ nm}$

(ج) خط هیدروژن خنثی ( $21 \text{ cm}$ )

(د) گسیل آمونیاک  $\text{NH}_3$  ( $1/3 \text{ cm}$ )

(ه) خط هیدروژن بالمر،  $H_\alpha$  ( $656/3 \text{ nm}$ )

۱۰. با استفاده از فرمول بوهر برای طول موجهای خطوط هیدروژن، طول موج و بسامد باز ترکیب رادیویی از تراز  $93$  به تراز پایینی  $92$  را حساب کنید.

۱۱. یک ابرگازی هیدروژن خالص با چگالی عددی  $10^7 \text{ atm/m}^3$ ،  $n = 10^7$ ، یک ستاره  $\text{O}$  که  $10^{49}$  فوتون بر ثانیه در طول موجهای کمتر از  $91/2 \text{ nm}$  تولید می‌کند را در بر می‌گیرد. آهنگ بازترکیبی که رخ می‌دهد  $\alpha = 2 \times 10^{-19} \text{ n}^2 \text{ m}^3 \cdot \text{s}^{-1}$  است.

(الف) تعداد یونیدگیها و باز ترکیبها را برای تعیین شعاع اشتروم گرن ناشی از ناحیه  $\text{HII}$ ، برابر قرار دهید.

(ب) خورشید حدود  $5 \times 10^{23}$  فوتون بر ثانیه با طول موج  $91/2 \text{ nm} < \lambda$  تولید می‌کند. شعاع اشترون گرن را برحسب واحدهای نجومی برای یک محیط بین سیاره‌ای به چگالی  $10^9 \text{ atm/m}^3$  حساب کنید.

۱۲. کهکشان خودی را به صورت یک قرص یکنواخت با ضخامت ثابت در نظر بگیرید. نشان دهید که عمق نوری تاریک شدن بوسیله گرد و غبار بین ستاره‌ای باید تقریباً از قانون  $\tau_\lambda \propto \text{csc } b$  (به جز برای مقادیر کوچک  $b$ ) تبعیت می‌کند که در آن  $b$  عرض کهکشانی می‌باشد. در چه عرضهای کهکشانی یک ستاره‌شناس قادر خواهد بود بدون نگرانی از بابت خاموشی، دیگر کهکشانها را مشاهده کند؟

۱۳. یک خوشه باز ستاره‌ای پیدا شده که شامل ستاره‌های رشته اصلی  $\text{O5}$  با شاخصهای رنگ



(B-V) برابر ۰/۴ می باشد. این ستاره های O با قدر ظاهری ۱۰/۰ مشاهده شده اند. (الف) با استفاده از جدول ضمیمه (۳-۴) فاصله خوشه را حساب کنید. آثار تاریک شدن توسط گرد و غبار را به حساب بیاورید.

(ب) قدر ظاهری یک ستاره G۰ از رشته اصلی، در این خوشه را تعیین کنید.

۱۴. یک ناحیه گسترده که با گاز هیدروژن خنثی اشغال شده با چگالی  $nm_H$  و دمای T را مورد توجه قرار دهید که  $m_H$  جرم اتم هیدروژن است. حال یک حجم کوچک کروی به شعاع R را در داخل این ناحیه در نظر بگیرید که چگالی بیشتری از ناحیه اطرافش داشته باشد. (الف) نشان دهید که شعاع این حجم باید در شرط  $R \geq (3kT / 2\pi Gnm_H^2)$  صدق کند تا فروریزش گرانشی ناحیه چگالتر اتفاق بیفتد. [راهنمایی: رابطه ای برای فشار گرانشی، با انتگرال گیری از رابطه (۱۶-۱) برحسب r به دست آورید].

(ب) یک حد پایین برای جرم حجم در حال فروریزش به دست آورید.

(ج) برای محیط بین ستاره ای عمومی، می توانیم مقادیر تقریبی  $n = 10^6 / m^3$  و  $T = 100K$  را در نظر بگیریم. مقدار عددی برای حد جرمی برحسب جرم خورشیدی را حساب کنید.

(د) آیا در یک ناحیه در حال فروریزش از محیط بین ستاره ای عمومی تمایلی برای بوجود آمدن یک ستاره منفرد مثل خورشید، وجود دارد؟

۱۵. یک شمارش ستاره ای بر روی یک عکس که شامل یک سحابی تاریک می باشد، انجام می شود. ستاره هایی که در جلوی این ابر شمارش می شوند به نسبت ستاره هایی که در نواحی دور از ابر و با همان زاویه حجمی پیدا می شوند، ده برابر کمترند. برای سهولت در عملیات، فرض کنید که ابر تاریک کاملاً کدر باشد و ستاره ها به طور یکنواخت در فضا گسترده شده اند و همچنین تمام ستاره ها قدر مطلق ۵ دارند و قدر حدی برای عکس ۱۵/۰ می باشد. فاصله تقریبی تا این ابر را حساب کنید.

۱۶. شواهد غیر مستقیمی در IRS۵-1551L برای یک قرص به ابعاد تقریبی سیستم منظومه شمسی که پیش ستاره را احاطه کرده است، وجود دارد. عملی بودن مشاهده مستقیم قرصی به ابعاد منظومه شمسی (تقریباً ۵۰AU) در فاصله ۱۵۰pc را با تخمین اندازه زاویه ای چنین قرصی بررسی نمایید. برای نتایجتان توضیح دهید.

۱۷. با استفاده از شکل (۱۵-۲۲) و فرض سرعت متوسط شارش به طرف خارج  $50 \frac{km}{s}$ ، عمر

شارش خروجی مولکولی در ارتباط با  $IRC2$  در سحابی جبار را تخمین بزنید.

۱۸. اجازه دهید مجدداً شرایط حاصل از شکل‌گیری خورشید را بررسی کنیم.

(الف) مطالب زیر را بررسی نمایید: هسته یک ابر مولکولی شعاعی حدود  $1pc$ ، دمای بین  $30$  تا  $100$  درجه کلوین، و چگالی عددی  $10^{-3} m^{-3}$  دارد. آیا ممکن است آن با فروریزش به

ستاره‌ای از نمونه خورشید تبدیل شود؟

(ب) لکه‌ها در داخل هسته‌های ابرهای مولکولی غول شعاعهایی حدود  $1pc/0$ ، دماهایی بین  $30$  و  $200$  درجه کلوین، و چگالی‌های عددی  $10^{-3} m^{-3}$  دارا می‌باشند. آیا برای تبدیل یک لکه به ستاره‌ای از نمونه خورشید در اثر فروریزش نسبت به حالت مربوط به قسمت (الف) محتملتر است؟

(ج) برای حالت محتملتر، زمان فروریزش سقوط آزاد چقدر است؟

(د) برای حالت محتملتر، تابندگی متوسط تابش شده توسط پیش ستاره در خلال فاز فروریزش‌اش چقدر است؟

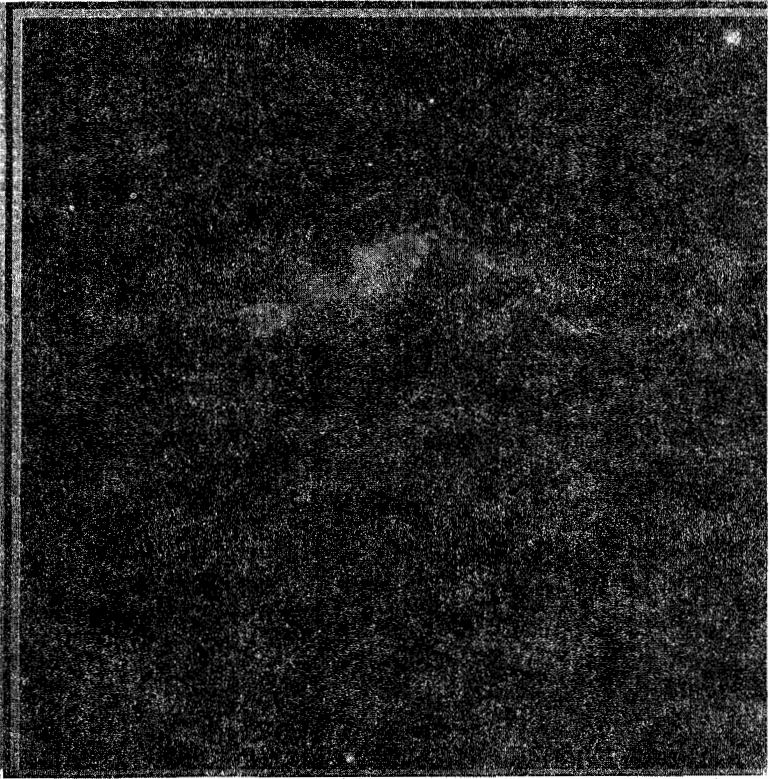
۱۹. ابعاد اولیه ابری را که لازم است تا ستاره‌ای به جرم  $50$ ،  $10$ ، و  $0.5 M_{\odot}$  شکل بگیرد، تخمین بزنید. نتایج‌تان را برای ستاره  $1 M_{\odot}$  با اندازه منظومه شمسی مقایسه کنید.

۲۰. یک ستاره نمونه  $T$  گاو دارای باد ستاره‌ای در حال حرکت با سرعت  $100 km/s$  و آهنگ کاهش جرم حدود  $10^{-8} M_{\odot}/year$  می‌باشد.

(الف) تکانه از دست داده شده در ثانیه توسط باد چقدر است؟

(ب) باد مواد اطراف گرد و غباری را با شرط پایستگی تکانه جارو می‌کند تا سرعتش به  $10 \frac{km}{s}$  تقلیل یابد. با چه آهنگی گرد و غبار می‌تواند به بیرون رانده شود؟

## تحول ستارگان



ستارگان نقشی اساسی در تحولات کیهانی ایفا می‌کنند. خصوصیات مشاهده‌ای ستارگان، مورد توجه اولیه ما در فصلهای ۱۰ الی ۱۳ بودند؛ در این جا، قوانین فیزیکی حاکم بر ساختار و تحول ستارگان را مورد بحث قرار می‌دهیم. با ترکیب مناسب این قوانین در الگوهای ستاره‌ای نظری، می‌توانیم آرایش‌های تعادلی ستارگان، تحول زمانی و اساس اختر فیزیک نمودارهای (H-R) خوشه را دریابیم.

توجه خود را بر روی ستارگان معمولی، که اکثریت قاطعی را تشکیل می‌دهند، متمرکز

خواهیم کرد و سپس (در فصل ۱۸) به معدود ستارگان خاصی که از تغییرات مسحور کننده جالبی برخوردار هستند، بازخواهیم گشت. این‌ها دو رده مختلف متمایز از اجسام نیستند، زیرا یک ستاره معمولی هم عموماً در طول حیاتش چندین فاز غیر معمول کوتاه مدت را طی می‌کند. اگر ما یک بیلیون سال عمر می‌کردیم شانس مشاهده این حوادث نادر را می‌داشتیم، اما، در این لحظه از زمان کیهانی اغلب ستارگان را در حالتهای سکون و آرامش و عدم فعالیت حاد درخواهیم یافت - اکنون، تنها عده معدودی از آنها در فازهای فعالیت شدید یا ناگهانی بسر می‌برند.

یک ستاره معمولی بنا بر طبیعتش آن قدر داغ و گرم است که باید به طور کامل گازی باشد. قوانین فیزیکی قابل کاربرد در مورد اجرام با اندازه ستاره‌ای را به کار می‌بندیم تا ببینیم چگونه این حالت روی می‌دهد (هم چنین به فصل ۵ از پیش‌گفتار ارجاع می‌دهیم).

## ۱-۱۶ قوانین فیزیکی ساختار ستاره‌ای

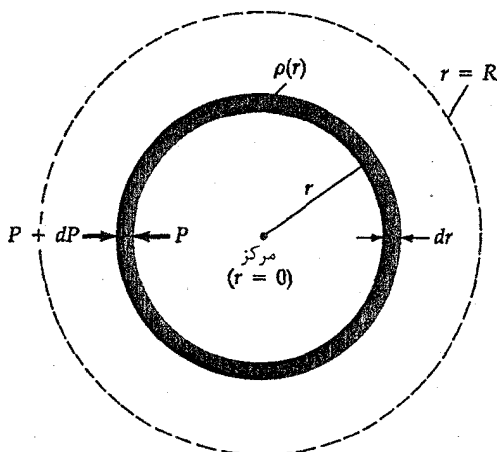
### (الف) تعادل هیدرواستاتیکی

یک ستاره توده‌ای سنگین و متراکم است که توسط گرانش خودی فشرده شده و توسط فشارهای داخلی خود در مقابل فروریزش مقاومت می‌کند. ساده‌ترین الگوی ستاره‌ای یک توپ مادی ساکن با تقارن کروی است؛ هرگونه پارامتری که از نظر فیزیکی دارای اهمیت باشد به زمان یا زاویه بستگی ندارد، بلکه تنها به فاصله شعاعی  $r$  از مرکز ستاره وابسته است. تعادل هیدرواستاتیکی موقعی حاصل می‌شود که جاذبه گرانشی به سمت داخل دقیقاً با نیروهای فشار به سمت خارج در هر نقطه  $(r)$  در داخل ستاره به حالت تعادل در آید [شکل (۱-۱۶)]. هر قدر به مرکز ستاره نزدیک شویم فشار باید به طور مداوم افزایش یابد تا با وزن در حال افزایش ماده‌ای که در بالا واقع می‌شود، برابری کند. این بیان فیزیکی در معادله تعادل هیدرواستاتیکی به این صورت در می‌آید:

$$\frac{dP}{dr} = -GM(r)\rho(r)/r^2 \quad (1-16)$$

به نظر می‌رسد معادله (۱-۱۶) سه متغیر مستقل دارد:  $P(r)$ ،  $\rho(r)$  و  $M(r)$ ، اما وقتی پوسته کروی نشان داده شده در شکل را از  $r$  به  $r + dr$  افزایش دهیم  $M(r)$  به میزان  $dM(r) = 4\pi r^2 \rho(r) dr$  افزایش می‌یابد [شکل (۱-۱۶)]. بنابراین،  $M(r)$  توسط معادله

$$\frac{dM}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \quad (2-16)$$



شکل ۱۶-۱. تعادل هیدرواستاتیکی در یک ستاره. یک ستاره کروی به یک سری پوسته‌هایی با ضخامت  $dr$  که هر کدام بین فشار به طرف خارج و وزن در حالت تعادل هستند، تقسیم می‌شود.

با استفاده از  $\rho(r)$  تعیین می‌شود که دومین معادله بنیادی ماست. پیوستگی جرم اگر شعاع خارجی ستاره  $R$  باشد، آن گاه جرم کل آن برابر است با:

$$M = \int_{r=0}^{r=R} dM(r) = 4\pi \int_0^R \rho(r) r^2 dr \quad (3-16)$$

ما اجرام پوسته‌های پیاز مانند را در الگوی ستاره‌ای با هم جمع کرده‌ایم.

بنابراین، تنها لازم است که  $\rho(r)$  را بدانیم تا بتوانیم ابتدا  $M(r)$  را توسط معادله (۲-۱۶) و آن گاه  $P(r)$ ، نمایه فشار داخل ستاره، را توسط معادله (۱-۱۶) تعیین کنیم. با معلوم بودن شعاع ستاره، همچنین می‌توانیم جرم کل را از معادله (۳-۱۶) به دست آوریم.

به کاربرد وسیع مفهوم تعادل هیدرواستاتیک توجه کنید (پیش گفتار پ ۵-۲): از سیارات تا جوها و تا ستارگان.

### فشار مرکزی خورشید

برای این که برداشت فیزیکی مان را بسنجیم، ابتدا با استفاده از معادله تعادل هیدرواستاتیکی به طور تقریبی فشار را در مرکز خورشید خودمان محاسبه می‌کنیم. می‌دانیم که

؛  $R_{\odot} = 6/96 \times 10^8 \text{ m}$  و  $M_{\odot} = 1/989 \times 10^{30} \text{ kg}$  ،  $G = 6/67 \times 10^{-11} \text{ N.m}^2/\text{kg}^2$   
 بنابراین، چگالی متوسط خورشیدی برابر است با  $\langle \rho \rangle = \frac{3M_{\odot}}{4\pi R_{\odot}^3} = 1410 \text{ kg/m}^3$  اگر فشار  
 سطحی را برابر صفر در نظر بگیریم و فرض کنیم  $r = dr = R_{\odot}$  و از رابطه  $M(r) = M_{\odot}$   
 معادله (۱۶-۱) استفاده کنیم، نتیجه می‌گیریم:

$$P_c \approx GM_{\odot} \langle \rho_{\odot} \rangle / R_{\odot} \approx 10^{14} \text{ N/m}^2$$

چون  $\rho = 1/01 \times 10^5 \text{ N/m}^2$  جو است، آنگاه  $P_c \approx 10^9$  جو است که وزن جرم خورشید را  
 تحمل می‌کند.

چگالی متوسط خورشیدی محاسبه شده اندکی از چگالی آب ( $1000 \text{ kg/m}^3$ ) بیشتر  
 است لیکن، چون خورشید در مرکز بسیار متراکم است، چگالی مرکزی واقعی در حدود  
 $1/6 \times 10^5 \text{ kg/m}^3$  می‌باشد و بنابراین فشار واقعی بیشتر است. فشارهای بسیار بزرگی که در  
 مرکز ستاره‌ها وجود دارند دلالت بر دماهای داخلی بسیار بالا دارند - آن قدر بالا که حالت گازی  
 ستارگان را حفظ می‌کنند.

### (ب) معادلات حالت

حل این الگوی ستاره‌ای، مستلزم دانستن چگالی  $\rho(r)$  است. جزئیات ترکیب و حالت موضعی  
 مواد ستاره‌ای باید به تفصیل مورد آزمایش قرار گیرد. در فصل ۱۷ خواهیم دید که مایعات  
 کوانتومی و شبکه‌های جامد هسته‌های اتمی موقعی اهمیت پیدا می‌کنند که اجسام ستاره‌ای  
 مرده را مورد بررسی قرار دهیم (مانند کوتوله‌های سفید و ستارگان نوترونی)؛ در صورتی که در  
 اکثریت موارد ستارگان گازی هستند.

برای ستارگان معمولی فرض می‌کنیم که این ماده یک گاز کامل است که از قانون گاز کامل

تبعیت می‌کند:

$$P(r) = n(r)kT(r) \quad (4-16)$$

در این جا فشار  $P(r)$  مستقیماً به چگالی عددی ذره‌ای گاز  $n(r)$  ( $\text{m}^3$  تعداد ذرات)، ثابت  
 بولتزمن  $k = 1/381 \times 10^{-23} \text{ J/K}$  و دمای گاز  $T(r)$  بستگی دارد. اکنون می‌توان  $n(r)$  را  
 برحسب  $\rho(r)$  و ترکیب گازی  $\mu(r)$  بیان کرد

$$n(r) = \rho(r) / \mu(r) m_H \quad (5-16)$$

که در آن  $m_H = 1/67 \times 10^{-27} \text{ kg}$  جرم اتم هیدروژن است. بیاد آورید که برحسب کسرهای

جرمی هیدروژن ( $X$ )، هیلوم ( $Y$ )، و تمام عناصر سنگین تر - فلزات - ( $Z$ )، ترکیب (یا وزن مولکولی متوسط) برابر است با:

$$\mu = [2X + (3/4)Y + (1/2)Z]^{-1} \approx \frac{1}{4} \quad (6-16)$$

بنابراین، معادله حالت گاز کامل خواهد شد

$$P(r) = \rho(r)kT(r)/\mu(r)m_H \quad (7-16)$$

همان طور که بعداً خواهیم دید  $\mu(r)$  معمولاً برای یک الگوی ستاره‌ای مشخص می‌شود، بنابراین تنها  $T(r)$  باقی می‌ماند که باید تعیین شود. در ستارگان سنگین، فشار گاز به طور قابل توجهی توسط فشار تابشی افزایش می‌یابد  $P_{rad}(r) = (a/3)T^4(r)$  که در آن  $a = 7/564 \times 10^{-14} \text{ J/m}^3 \cdot \text{K}^4$  ثابت تابش است.

دمای مرکزی خورشید

اگر قانون گاز کامل معادله (۷-۱۶) را برحسب  $T(r)$  بنویسیم و از مقادیر  $P_c$  و  $\langle \rho \rangle$  که در بخش (۱-۱۶ الف) به دست آمد، استفاده کنیم و با در نظر گرفتن همان تقریبهای خام، اما ساده می‌توانیم،  $T_c$  دمای مرکزی مورد لزوم خورشید را تخمین بزنیم:

$$T_c \approx P_c \mu m_H / \langle \rho \rangle k \quad (8-16)$$

اگر  $\mu$  را حدود  $\frac{1}{4}$  بگیریم، داریم

$$T_c \approx 12 \times 10^6 \text{ K} \quad (9-16)$$

که به مقدار تعیین شده توسط رایانه که در حدود ۱۴/۷ میلیون درجه است، نزدیک می‌باشد! در این دماهای بالا، گاز به یونها و الکترونها تجزیه می‌شود - مخلوط پلاسما نام دارد. بنابراین، با توضیح قبلی ما که ستارگان کوره‌های گازی هستند سازگار و درست است. حالت گازی در سرتاسر ستاره ادامه دارد، زیرا  $\rho(r)$  تقریباً با همان سرعت کاهش  $T(r)$  از مرکز به سمت خارج، کم می‌شود.

(ج) مدهای انتقال انرژی

برای تعیین  $T(r)$ ، چگونگی انتقال انرژی از درون ستاره به سطح آن، جایی که تابش راهی به فضای بیرون باز کرده است را بررسی می‌کنیم. خود گرانش ستاره باعث می‌شود که مرکز ستاره نسبت به سطح آن در دمای بالاتری قرار داشته باشد (برای خورشید ما دمای مرکز را ۱۶ میلیون

درجهٔ کلین و دمای سطح آن را در حدود  $6000\text{ K}$  در نظر می‌گیریم؛ انرژی گرمایی باید از نواحی با دمای بیشتر به نواحی با دمای کمتر جریان پیدا کند (قانون دوم ترمودینامیک).

انرژی طی سه فرآیند انتقال می‌یابد: هدایت، همرفت، و تابش. هدایت وقتی روی می‌دهد که اتمهای پراثری حرکت خود را به اتمهای سردتر مجاور توسط برخوردها انتقال دهند؛ این مد در جامدات (به ویژه فلزات) به خوبی عمل می‌کند، اما، در گازها به خاطر هدایت‌های گرمایی پایین آنها ضعیف است. (اتمها بسیار دور از هم هستند.) همرفت انرژی گرمایی را به وسیلهٔ حرکت‌های جرمی در سیالات انتقال می‌دهد. وقتی  $T(r)$  نسبت به فاصله با سرعت کافی تغییر کند (یعنی، موقعی که یک شیب دمایی تند  $dT/dr$  وجود دارد)، سیال ناپایدار شده و می‌جوشد. این فرآیند در مناطق محدودی در اکثر ستارگان اتفاق می‌افتد که در آن اجرام داغ سیال بالا رفته، انرژی گرمایی خود را از دست می‌دهند و مجدداً فرو می‌روند تا انرژی بیشتری کسب کنند. قله یک چنین منطقهٔ همرفتی در پایین‌ترین قسمت شیدسپهر خورشید مشاهده می‌شود [بخش (۱۰-۲)]. متأسفانه هیچ نظریهٔ ریاضی نسبتاً کاملی در مورد انتقال از طریق فرآیند همرفت تا کنون ابداع نشده است. لیکن یک فرمول بندی مفید و معقول از این فرآیند در مورد ستارگان به کار می‌رود.

مد سوم، انتقال تابشی، یک طریقهٔ مهم شارش انرژی در بخشهایی از اکثر ستارگان است. در این مورد، فوتونهای با انرژی بالا از درون ستاره به سمت بیرون جاری شده و توسط فرآیندهای پراکندگی و جذب در پلاسمای داغ منطقهٔ تابشی انرژی خود را از دست می‌دهند. در دماهای بسیار بالای درون ستاره مهمترین منابع چنین کدری (فصول ۱۰ و ۱۳) عبارتند از (۱) پراکندگی الکترون - پراکندگی تابش (فوتونها) توسط الکترونهای آزاد و (۲) فوتوایونیدگی - پدیده‌ای که در آن انرژی تابشی برای جدا کردن الکترونها از یونها به کار می‌رود [بخش (۸-۳)].

اکنون اجازه دهید معادله انتقال تابشی را به دست آوریم. در پایه یک پوستهٔ نازک، سطح کروی اساساً یک جسم سیاه گسیل‌کننده در دمای  $T(r)$  است، به طوری که طبق معادله (۸-۴) برای شار تابش شده به سمت خارج داریم  $F(r) = \sigma T^4(r)$  که در آن  $\sigma = 5/6 \times 10^{-8} \text{ J/m}^2 \cdot \text{s} \cdot \text{K}^4$  ثابت استفان - بولتزمن است. در  $r + dr$  دما  $T + dT$  است و حال آن که شار خروجی برابر است با  $F + dF = \sigma(T + dT)^4 \approx \sigma(T^4 + 4T^3 dT)$  اما،  $F + dF = \sigma(T + dT)^4 \approx \sigma(T^4 + 4T^3 dT)$  منفی است، زیرا بیرون پوسته باید از درون آن سردتر باشد، بنابراین، شار جذب شده در درون پوسته عبارت است از:



$$dF = 4\sigma T^{\pi}(r) dT \quad (الف ۱۰-۱۶)$$

این جذب ناشی از کدری  $\kappa(r)$  ماده پسته و از معادله (۱۰-۱۶) است:

$$dF = -\kappa(r)\rho(r)F(r)dr \quad (ب ۱۰-۱۶)$$

با ترکیب معادلات (۱۰-۱۶) و تعریف تابندگی ( $J/s$ ) توسط  $L(r) = 4\pi r^2 F(r)$ ، انرژی کل جاری در واحد زمان از یک پوسته کروی نازک را به صورت زیر پیدا می‌کنیم:

$$L(r) = [-16\pi\sigma r^2 T^{\pi}(r)/\kappa(r)\rho(r)](dT/dr) \quad (۱۱-۱۶)$$

روشهای کامل نظری انتقال تابشی یک ضریب اضافی  $\frac{4}{3}$  را در معادله (۱۱-۱۶) وارد می‌کند، بنابراین، معادله صحیح انتقال تابشی به صورت زیر است:

$$L(r) = [-64\pi\sigma r^2 T^{\pi}(r)]/[3\kappa(r)\rho(r)](dT/dr) \quad (الف ۱۲-۱۶)$$

هنگامی که کدری باندازه کافی زیاد باشد، هم رفت عوض تابش در قسمت عمده ستاره انرژی را منتقل می‌کند. مدی که عمل می‌کند به این بستگی دارد که کدام یک موثرتر است. اگر  $\gamma$  رانسبت حرارت‌های ویژه در فشار و حجم ثابت بگیریم (مساوی با  $\frac{C_p}{C_v} = \frac{5}{3}$  برای یک گاز ایده‌آل کاملاً یونیده)، آنگاه برای انتقال انرژی هم رفتی داریم

$$\frac{dT}{dr} = (1 - \frac{1}{\gamma}) \left[ \frac{T(r)}{P(r)} \right] \frac{dP}{dr} \quad (ب ۱۲-۱۶)$$

اینکه کدام یک از معادلات (۱۲-۱۶) مورد استفاده قرار می‌گیرند، بستگی به شرایط فیزیکی در ستاره دارد.

### تابندگی خورشیدی ناشی از انتقال تابشی

برای خورشید ما قسمت عمده داخل انرژی را به صورت تابش انتقال می‌دهد. یک تخمین تقریبی از  $dT/dr$  برابر  $T_c/R_{\odot}$  است که مساوی شیبی باندازه  $2 \times 10^{-2} K/m$  می‌باشد. از معادله (الف ۱۲-۱۶) برای تخمین تابندگی خورشید استفاده می‌کنیم. با قرار دادن  $r = R_{\odot}$  و  $T(r) = T_c$  و  $\rho(r) = \rho_{\odot}$  داریم:

$$L_{\odot} \approx (-64\pi\sigma R_{\odot}^2 T_c^{\pi}/3\kappa\rho_{\odot})(-T_c/R_{\odot}) = (9/5 \times 10^{29}/\kappa) J/s \quad (۱۳-۱۶)$$

که هنوز در این رابطه باید کدری معقولی ( $m^2/kg$ ) را تعیین کنیم. از ابعاد آن،  $\kappa$  مساحت اندرکنش با یک ذره گاز ضریبدر تعداد ذرات در یک کیلوگرم از ماده ستاره‌ای است؛ یک جرم یک کیلوگرمی از هیدروژن که به طور کامل یونیده شده شامل  $6 \times 10^{26}$  پروتون و به همان تعداد

الکترون است. در مورد پراکندگی الکترون مساحت اندرکنش یک الکترون تقریباً  $10^{-30} m^2$  است؛ برای فوتو یونیدگی هیدروژن این مساحت به ازای هر اتم نزدیک  $10^{-20} m^2$  است. درون خورشید منبع کدری اخیر غلبه دارد، بنابراین (به طور خیلی تقریبی)  $10^7 < \kappa < 10^{-3}$ . پیش بینی ما برای تابندگی خورشید در گستره وسیع  $10^{22} J/s < L_{\odot} < 10^{22} J/s$  قرار می گیرد؛ مقدار متوسط  $10^{27} J/s$  خیلی نزدیک به مقدار اندازه گیری شده  $3/9 \times 10^{26} J/s$  است که دلالت بر مقدار کدری در حدود  $2/4 \times 10^3$  می کند.

### (د) منابع انرژی

چون تابندگی ستاره ای میزان از دست رفتن انرژی را نشان می دهد، لذا هیچ ستاره ای به طور کامل در تعادل نیست. با این وجود؛ یک الگوی ستاره ای تقریب بسیار خوبی برای زمانهایی که نسبت به زمان تحول ستاره ای کوتاه است، می باشد. در حقیقت، ستارگان باید متحول شوند، زیرا انرژی خود را در فضا تخلیه می کنند. چه مدت ستاره عمدتاً در حالت پایدار باقی می ماند و کدام منبع انرژی این پایداری را حفظ می کند؟ شواهد زمین شناسی و دیرین شناسی نشان می دهند که خورشید ما با آهنگ نسبتاً یکنواخت برای چند بیلیون سال انرژی تابش کرده است؛ چنین تولید انرژی در درون ستاره روی می دهد.

آهنگ تولید انرژی به ازای واحد جرم ماده ستاره ای ( $J/s.kg$ ) را با  $\varepsilon(r)$  نشان می دهیم. (در حقیقت آهنگ تولید انرژی همچنین به دما و چگالی بستگی دارد؛ در اینجا  $\varepsilon(r)$  معرف خلاصه نویسی شده ای است برای دما و چگالی در نقطه  $r$ ) اما، به جز در هسته های ستاره ای و در پوسته های کروی جایگزیده معین، داریم  $\varepsilon = 0$ . مقدار متوسط  $\varepsilon$  لازم برای حفظ تابندگی خورشیدی را برای خورشید خودمان تخمین می زنیم

$$\varepsilon_{\odot} \approx L_{\odot} / M_{\odot} = 2/0 \times 10^{-4} J/s.kg$$

می توان دریافت که چگونه چنین تولید انرژی در داخل پوسته کروی نازک، تابندگی ستاره ای را افزایش می دهد [شکل (۱۶-۱)]. تابندگی  $L(r)$  از پایین پوسته وارد می شود در حالی که تابندگی بزرگتر  $dL + L$  از بالای آن خارج می گردد - از انرژی تولید شده در جرم پوسته که مساوی  $4\pi r^2 \rho(r) dr$  می باشد. تابندگی اضافی برابر است با

$$dL = 4\pi r^2 \rho(r) \varepsilon(r) dr \quad (16-14)$$

معادله (۱۶-۱۴) بیانگر موازنه بین انرژی خالص از دست رفته از پوسته  $dL$  و انرژی خالص

تولید شده در داخل پوسته است که انرژی یا تعادل گرمایی می باشد.

در یک ستاره شبه استاتیک گازی، انرژی ممکن است تنها از طریق انقباض گرانشی و یا واکنشهای جوش گرما - هسته‌ای تولید شود. هر فرآیندی در مرحله خاص خود در یک تحول ستاره‌ای دارای اهمیت است. اکنون این منابع انرژی را به طور مشروح مورد ملاحظه قرار می دهیم.

### انقباض گرانشی

انرژی پتانسیل گرانشی می تواند به انرژی جنبشی حرکتی تبدیل شود (مانند موقعی که یک تخته سنگ در نزدیکی سطح زمین فرود می آید)؛ شکل توده‌ای انرژی جنبشی گرماست. یک ستاره را که بسیار کند منقبض می شود در نظر بگیرید. انرژی گرمایی درون این ستاره فشاری را که در نتیجه حرکات تصادفی ذرات گاز به وجود می آید تامین می کند که این فشار به نوبه خود ستاره را در مقابل گرانش خودی حفظ می کند. موقعی که ستاره به شعاع کوچکتری منقبض می شود، گرانش خودی افزایش پیدا می کند، در نتیجه فشارهای داخلی (و بنابراین دماها و انرژی گرمایی) نیز باید افزایش یابد تا تعادل هیدرواستاتیکی را تقریباً محفوظ نگه دارد. با این حال، کاهش انرژی پتانسیل گرانشی حدوداً دوبار سریعتر از افزایش انرژی گرمایی است و بنابراین، برای این که پایستگی انرژی کل سیستم حفظ شود، تقریباً نیمی از تغییر انرژی پتانسیل باید به فضا تابش شود - تابندگی ستاره.

این فرآیند تبدیل انرژی را می توان با یک مثال ساده روشن کرد. یک قمر مصنوعی کوچک به جرم  $m$  در یک مدار دایره‌ای به شعاع  $r$  با تندی  $v$  حول یک جرم بزرگ  $M$  حرکت می کند. از معادله (۱-۳۲) انرژی جنبشی قمر  $\frac{1}{2}mv^2$  و انرژی پتانسیل گرانشی آن  $-\frac{GMm}{r}$  است. از آنجا که شتاب جانب مرکز  $\frac{v^2}{r}$  که مدار را به شکل دایره نگه می دارد توسط شتاب جاذبه گرانشی متقابل تامین می شود،  $\frac{GM}{r^2} = \frac{v^2}{r}$  در نتیجه، انرژی جنبشی  $\frac{GMm}{2r} = \frac{1}{2}mv^2$  است که معادل نصف مقدار انرژی پتانسیل است. حال اگر قمر را به یک شعاع کوچکتر  $r - dr$  در یک مدار (پایدار) حرکت دهیم، افزایش انرژی جنبشی مسلماً تنها برابر نصف کاهش انرژی پتانسیل است (که منفی تر می شود). برای پایستگی انرژی کل (پتانسیل به علاوه جنبشی) نیمه دیگر تغییر انرژی پتانسیل باید به عاملی که شعاع مدار ماهواره را تغییر می دهد انتقال یابد - در مورد یک ستاره، این انرژی به بیرون تابش می شود. این نتیجه، به طور عام کاربرد دارد و به نام قضیه

ویريال<sup>۱</sup> مشهور است. این قضیه بیان می‌کند که انقباض گرانشی یک جرم منجر به تبدیل انرژی پتانسیل گرانشی، نیمی به انرژی گرمایی و نیمی به انرژی تابشی می‌شود، یعنی:

$$KE + PE = -2E_H$$

که  $E_H$  انرژی گرمایی کل می‌باشد. (پیش‌گفتار پ ۵-۵ را به بینید).

انرژی پتانسیل گرانشی یک جرم کروی چقدر است؟ در نظر بگیرید که یک ستاره تا بینهایت گسترده شده است. پوسته‌ای از مواد  $dM(r)$  در یک لحظه به جرم  $M(r)$  در فاصله  $r$  افزوده می‌شود. هر پوسته به  $U$  مقدار زیر را می‌افزاید

$$dU = -\frac{GM(r)dM(r)}{r}$$

بنابراین اگر روی تمام پوسته‌ها انتگرال بگیریم، به جرم کل  $M$  می‌رسیم:

$$U = -\int_0^M G \frac{M(r)dM(r)}{r}$$

$$= -q \left( \frac{GM^2}{R} \right)$$

که مقدار  $q$  به چگونگی توزیع ماده در کره وابسته است. برای چگالی یکنواخت،  $q = \frac{3}{5}$ ؛ برای اکثر ستارگان رشته اصلی،  $q = 1/5$ . اکنون این مفاهیم را در مورد خورشید خودمان به کار می‌بریم. برای هر کیلوگرم ماده خورشیدی، انرژی پتانسیل گرانشی متوسط موجود برای تابش برابر است با:

$$GM_{\odot}/2R_{\odot} = 9/54 \times 10^{11} \text{ J/kg} \quad (15-16)$$

با مقایسه این نتیجه با  $\epsilon$  می‌بینیم که انقباض گرانشی می‌تواند خورشید را در تابندگی کنونی آن فقط بمدت ۱۵ میلیون سال نگه دارد؛ پس باید در جستجوی منبع انرژی دیگری باشیم تا دلیلی برای بیلیونها سال تابش خورشید بیابیم. در بخش (۱۶-۳)، خواهید دید که چه موقع انقباض گرانشی در تحول ستاره‌ای اهمیت پیدا می‌کند.

### واکنش‌های گرما هسته‌ای

تنها بعد از حدود سال ۱۹۳۸ م. ستاره‌شناسان دریافتند که منبع انرژی طولانی مدت ستارگان باید واکنش‌های جوش گرما هسته‌ای باشد. در این فرآیند، هسته‌های اتمی سبک با چنان شدت و بسامدی در دمای بالای درون ستاره که چگالی آن بسیار بالاست، برخورد می‌کنند که جوش

خورده و هسته‌های سنگین‌تری را پدید می‌آورند و در نتیجه مقادیر عظیمی انرژی آزاد می‌نمایند (مانند یک بمب هیدروژنی). گوییم عناصر سبکتر در این فرآیند هسته‌زایی "می‌سوزند" تا عناصر سنگین‌تر را تشکیل دهند.

در هسته‌های اتمی [بخش (۸-۲)] نیروی هسته‌ای قوی بر دافعه الکترواستاتیکی پروتونهای با بار مثبت غالب شده و از ۱ تا ۲۶۰ هسته‌وار (پروتونها و نوترونها) را در ناحیه‌ای به قطر حدود  $10^{-15}$  متر پیوند می‌دهد. اگر دو هسته حداکثر به اندازه  $10^{-15}$  متر به یکدیگر نزدیک شوند جوش خواهند خورد و هسته بزرگتری را به وجود خواهند آورد، اما، دافعه الکترواستاتیکی متقابل بین آنها - تمام هسته‌ها بار مثبت دارند - سد پتانسیلی برابر  $1\text{MeV}$  پدید می‌آورد. در مقابل، در دمای  $10^7$  کلوین انرژی گرمایی متوسط یک پروتون فقط  $1\text{KeV}$  است. از دیدگاه کلاسیک پروتونها نمی‌توانند جوش به خورند، زیرا با یک سد کولنی مواجه هستند. به هر حال، فرآیند جوش اتفاق می‌افتد، زیرا فیزیک کوانتومی اجازه می‌دهد که پروتونها به جای عبور از سد از میان آن تونل بزنند. ساده‌ترین واکنش جوش، جوش دو پروتون (هسته‌های هیدروژن) است. چنین واکنشهایی در دماهای حدود ۱۰ میلیون درجه کلوین قابل ملاحظه می‌شوند. (برای شرح بیشتر، پیش‌گفتار پ ۵-۷ را به بینید.)

فراوانی زیاد هیدروژن باعث می‌شود که در واکنشهای هسته‌ای ستاره‌ای نقش کلیدی و سازنده بازی کند. هسته پایدار بعدی هلیوم  ${}^4\text{He}$  با وزن اتمی ۴ است. وزنهای اتمی دقیقاً توافق ندارند، زیرا وزن اتمی دقیقتر یک پروتون  $1/0.0078$  است و بنابراین، وزن چهار تا از آنها برابر با  $4/0.0312$  می‌شود، در حالی که وزن  ${}^4\text{He}$  برابر  $4/0.026$  است و با کاهش جرم  $0/0.286$  روبرو خواهیم بود. این جرم به انرژی تبدیل می‌شود که مقدار آن توسط معادله انیشتین برای هم‌ارزی جرم و انرژی داده می‌شود،

$$E = mc^2 \quad (16-16)$$

که در آن  $c$  تندی نور است. چون واحد جرم اتمی  $1/66 \times 10^{-27}\text{kg}$  است، انرژی آزاد شده در تبدیل چهار هسته  ${}^1\text{H}$  به یک هسته  ${}^4\text{He}$  برابر است با:

$$E = 0/0.286 (1/66 \times 10^{-27}) (9 \times 10^{16}) = 4/3 \times 10^{-12}\text{J}$$

اگر فرض کنیم که خورشید در ابتدا تماماً شامل هیدروژن خالص بوده است که در نهایت به هلیوم تبدیل خواهد شد، با استفاده از معادله (۱۶-۱۶) می‌توانیم کل ذخیره انرژی آن را تعیین کنیم. جرم آزاد شده به شکل انرژی در واکنش گرما هسته‌ای کسر  $0/0.071 = \frac{0/0.286}{4/0.312}$  از جرم

هیدروژن اولیه موجود است. چون تنها در هسته خورشید، دما و فشار آن قدر بالاست که واکنشهای هسته‌ای انجام پذیرند، فقط ۱۰ درصد از جرم خورشید برای تبدیل به انرژی قابل استفاده است. بنابراین، کل انرژی گرما هسته‌ای موجود در خورشید برابر است با

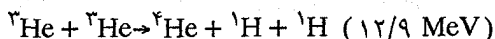
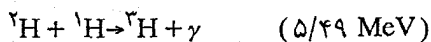
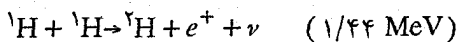
$$E_{total} = m({}^4\text{H} - {}^4\text{He})(c^2) (\cdot / M_{\odot}) / m({}^4\text{H})$$

$$= \cdot / \cdot 0 \cdot 71 (9 \times 10^{16}) (\cdot / 2 \times 10^{30}) \approx 10^{44} \text{J}$$

که با تابندگی خورشیدی در حال حاضر که  $3/9 \times 10^{26} \text{J/s}$  است در حدود ۱۰ بلیون سال دوام خواهد داشت. بهترین تخمینها از عمر منظومه شمسی منجر به ارقامی در حدود ۵ بلیون سال می شود، بنابراین، انرژی مازاد حاصل از این واکنش قادر است خورشید را برای مدت ۵ بلیون سال دیگر تابنده نگه دارد.

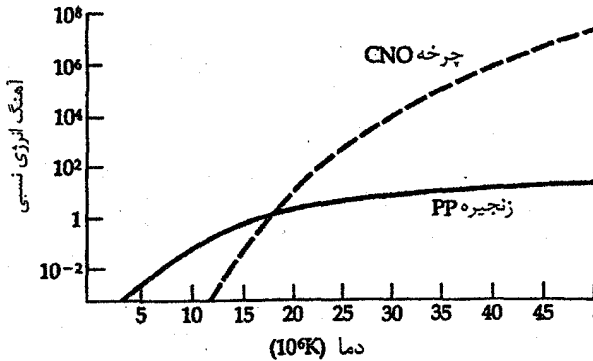
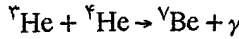
دو فرآیند مختلف جوش منجر به تبدیل هیدروژن به هلیوم می شوند: زنجیره پروتون - پروتون (PP) و چرخه کربن (CNO). زنجیره PP در دماهایی پایین تر از  $2 \times 10^7 \text{K}$  فراگیر است و چرخه CNO در دماهایی بالاتر مشهود می باشد [شکل (۱۶-۲)]. برای مثال، در خورشید هر دو فرآیند رخ می دهند. اما، زنجیره PP از اهمیت بیشتری برخوردار است. چرخه CNO در ستارگانی که در رشته اصلی از خورشید پایین تر هستند نقشی کم و قابل اغماض بازی کند، اما در ستارگانی که داغتر از ستارگان F هستند برتری دارد.

زنجیره پروتون - پروتون اصلی (PP I نامیده می شود) شامل واکنشهای زیر است (انرژی آزاد شده در هر گام در پرانتزها داده شده است):



که در آن  ${}^2\text{H}$  یک هسته اتم هیدروژن سنگین (دوتریم) است که شامل یک پروتون و یک نوترون می باشد؛  $e^+$  پاد الکترون،  $\nu$  نوترینو و  $\gamma$  یک فوتون است. جرم پاد الکترون برابر جرم الکترون، اما بار آن مثبت است. نوترینوها فقط انرژی و اسپین دارند و فاقد جرم (کوچک؟) یا بار هستند، بنابراین، آشکارسازی آنها دشوار است. پایستگی بار در اولین واکنش با گسیل پاد الکترون حفظ می شود. توجه داشته باشید که دو گام اول قبل از این که آخرین گام بتواند اتفاق افتد دوباره تکرار شوند و این که مجموع شش پروتون برای انجام واکنش آخر، حتی اگر هم دو پروتون مجدداً در واکنش گام آخر آزاد شوند درگیر می شوند. واکنشهای دیگری هم ممکن است به جای

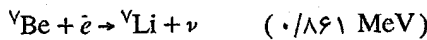
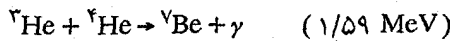
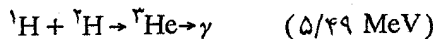
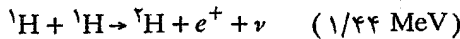
آخرین مرحله این زنجیره رخ دهد- برای مثال:



شکل ۱۶-۲. آهنگهای تولید انرژی. این آهنگها برای زنجیره PP و چرخه CNO به صورت توابعی از دما برای ستارگان جمعیت I مقایسه شده‌اند. توجه کنید که محل تقاطع در حدود ۱۸ میلیون درجه کلوین است.

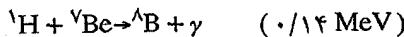
سپس دو شاخه ممکن از  ${}^7\text{Be}$  وجود دارد که هر دو از  ${}^4\text{He}$  نتیجه می‌شوند. هر سه زنجیره به طور همزمان در یک ستاره انجام می‌شوند، اما، PP I از همه مهمتر است؛ بر طبق الگوهای نظری PP I در ۹۱ درصد از اوقات در خورشید روی می‌دهد. به طور متوسط نوترینوها  $0.26\text{MeV}$  انرژی از هر واکنش حمل می‌کنند.

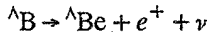
واکنشهای PP ی دیگر غالباً کمتر اتفاق می‌افتند و بنابراین، سهم کمتری در تابندگی خورشید دارند. زنجیره PP II عبارت است از:



همراه با نوترینوهایی که به اندازه  $0.86 \text{ MeV}$  انرژی حمل می‌نمایند.

زنجیره PP III شامل همان سه مرحله اول PP II است و سپس به ترتیب زیر پیش می‌رود





با نوترینوهای که با انرژی  $7/2 \text{ MeV}$  می‌گیرند.

نوترینوهای تولید شده توسط زنجیره PP باید خورشید را بدون برهم کنش با ماده خورشیدی ترک نمایند. از سال ۱۹۶۵ م. ریموند دیویس<sup>۱</sup> تلاش کرد نوترینوهای پرانرژی خورشیدی را (از PP III) به وسیله یک مخزن انباشته شده با ۱۰۰۰۰۰ گالن تتراکلرواتیلن ( $\text{C}_2\text{Cl}_4$ ) که استاندارد محافظت شده بود (در عمق زمین در معدن هم استیک<sup>۲</sup> در داکوتای جنوبی<sup>۳</sup> قرار داشت) آشکارسازی نماید. با وجود این که نوترینوها فقط به طور خیلی ضعیفی با ماده واکنش انجام می‌دهند باید قدری از  ${}^{37}\text{Cl}$  در مخزن را به  ${}^{37}\text{A}$  تبدیل کنند. سپس، می‌توان این اتم‌های آرگون رادیواکتیو را جمع نموده و شمرد. شار نوترینوی اندازه‌گیری شده تنها یک سوم تا یک چهارم مقدار پیش‌بینی شده توسط الگوهای خورشیدی نظری متداول است. این اختلاف هنوز یکی از بزرگترین مسائل مرموز و لاینحل اختر فیزیک است که اصطلاحاً به آن مساله نوترینوی خورشیدی می‌گویند:

توسط مشاهدات آشکارساز میوکاند<sup>۴</sup> در ژاپن تایید شده است که شار نوترینوها  $0/46$  برابر شار الگوی استاندارد می‌باشد. هیچ یک از این آشکارسازها نمی‌توانند نوترینوهای با انرژی پائین را که تصور می‌شود حدود  $90\%$  شار نوترینوی خورشیدی را تولید می‌کنند، نمایان سازند. SAGE<sup>۵</sup> نوترینوهای فراوان‌تری را آشکارسازی کرد، ولی تنها حدود  $60\%$  آن چیزی را که از الگوهای نظری انتظار می‌رفت آشکار کرد. به علت اینکه هر یک از این سه آزمایش بخشهای مختلفی از طیف انرژی نوترینوی خورشید را بررسی نمودند، هر یک مساله‌ای را برای نوترینوهای "گمشده" و فیزیک خورشیدی مطرح نمودند. الگوی خورشیدی استاندارد که این پیش‌بینی‌های شار نوترینو را می‌نماید، کاملاً توسط اندازه‌گیری‌های لرزه‌شناسی خورشیدی تایید می‌شود. بنابراین تفاوت‌های آزمایشی افراد را به طرف افکار جدیدی راجع به نوترینوها سوق می‌دهد. کم و بیش مفهوم عملی این است که نوترینوها در درون خورشید مشخصه خود را تغییر می‌دهند و به نوع دیگری از نوترینو تبدیل می‌شوند که با آزمایشهای فعلی آشکارسازی نمی‌شوند.

1- Raymond Davis

2- Homestake

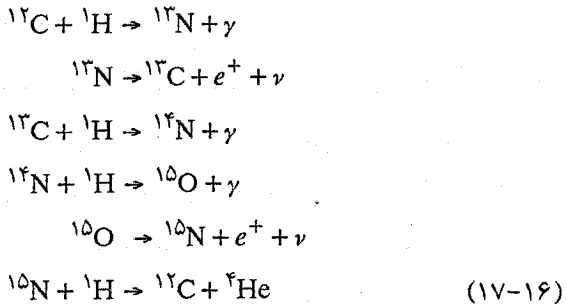
3- South Dakota

4- Miokande

5- Soviet American Gallium Experiment

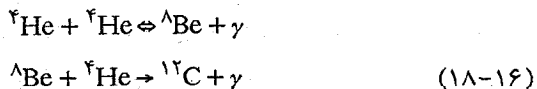


چرخه CNO هم هیدروژن را به هلیوم تبدیل می‌کند، اما نیازمند یک هسته کربن به عنوان یک کاتالیزور است:



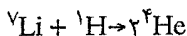
برای تبدیل چهار پروتون به یک ذره آلفا (هسته هلیوم) تنها کافیست که هر گام در چرخه فقط یکبار اتفاق افتد. گامهای دوم و پنجم به این دلیل روی می‌دهند که  ${}^{13}\text{N}$  و  ${}^{15}\text{O}$  ایزوتوپهای ناپایدار عناصر متناظرشان با نیمه عمرهای حدود چند دقیقه هستند (به یاد آورید که نیمه عمر مدت زمانی است که نصف مقدار اولیه یک ایزوتوپ به شکل هسته پایدارترش تجزیه شود). چرخه با واکنش بین کربن و نئیدروژن آغاز می‌شود، اما با آزاد کردن یک هسته کربن مشخص پایان می‌یابد؛ در این جا  ${}^{12}\text{C}$  مانند یک کاتالیزور عمل می‌کند. هر چند که دما ممکن است باندازه کافی بالا باشد، با این حال مادامی که کربن در دسترس نباشد چرخه CNO نمی‌تواند در یک ستاره انجام شود.

دماهای بالاتری برای چرخه کربن مورد نیاز است، زیرا سدهای کولنی هسته‌های کربن و ازت از سدهای کولنی پروتونها و هسته‌های هلیوم بزرگتر هستند. در نتیجه وابستگی دما برای واکنش PP تقریباً متناسب با  $T^4$  و برای چرخه کربن متناسب با  $T^{20}$  می‌باشد [شکل (۱۶-۲)]. در دماهای خیلی بالا در حدود  $10^8\text{K}$  واکنشهای دیگری شروع به تبدیل هلیوم به عناصر سنگین‌تری می‌نمایند. ۳ ذره آلفا ( ${}^4\text{He}$ ) از لحاظ تاریخی یک ذره آلفا نامیده شده است (کربن را به وجود خواهند آورد):



این واکنش که به نام فرآیند سه آلفا معروف است، اولین مرحله هلیوم سوزی می‌باشد. بریلیوم واسطه با عدد جرمی ۸ چندان پایدار نیست و واکنش برگشتی به سهولت امکان‌پذیر است. با این حال، تعادل موقعی برقرار می‌شود که قدری  ${}^8\text{Be}$  در گام دوم شرکت نماید. عناصر سبک به

غیر از هیدروژن، هلیوم و کربن در اعماق ستارگان نادر هستند، زیرا چنین عناصری (دوتریوم، لیتیوم، بریلیوم و بورن) به سرعت با پروتونها در دماهایی در حدود چند میلیون درجه ترکیب می‌شوند تا یک یا دو هسته هلیوم تشکیل دهند - برای مثال:



فرآیند سه آلفا و دیگر واکنشهای هلیوم سوزی در تحول ستارگان نقش اصلی را ایفا می‌کنند. مراحل سوختن هسته‌ای پیشرفته که در دما و چگالی بالاتری رخ می‌دهد، شبکه‌های واکنشهای پیچیده را شامل می‌شوند. رشته کلی بدین قرار است: سوختن کربن، نئون، اکسیژن، و منیزیم. این واکنشها، با ستارگانی از هیدروژن خالص شروع شده و سرانجام تولید عناصر سنگین تر تا آهن را که بالاترین انرژی پیوند را بازا هسته‌وار دارد، امکان پذیر می‌سازند. بنابراین جوش بیشتر به انرژی ورودی بیشتر نیاز دارد.

## ۱۶-۲ الگوهای ستاره‌ای نظری

### (الف) - مروری دوباره بر اصول فیزیکی

اصول فیزیکی پایه برای توصیف ساختار ستارگان عبارتند از تعادل هیدرواستاتیکی، معادله حالت گاز کامل، مدهای مختلف انتقال انرژی و منابع گرانشی و گرما هسته‌ای انرژی ستاره‌ای. اینها ابزار مورد استفاده اختر فیزیکدانان در محاسبه الگوهای ستاره‌ای است - ستارگان نظری که در آنها پارامترهای فیزیکی و آهنگهای تغییرات آنها در تمام ستاره توصیف می‌شوند. این پارامترهای وابسته متقابل شامل دما  $T(r)$ ، جرم  $M(r)$ ، چگالی  $\rho(r)$ ، فشار  $P(r)$ ، تابندگی  $L(r)$ ، آهنگ تولید انرژی  $\epsilon(r)$ ، و ترکیب شیمیایی برحسب جرم مولکولی متوسط  $\mu(r)$  است. وابستگی بین آنها توسط معادلات اساسی ساختار ستاره‌ای داده می‌شود:

تعادل هیدرواستاتیک

$$\frac{dP}{dr} = -GM(r)\rho(r)/r^2 \quad (1-16)$$

پیوستگی جرم

$$\frac{dM}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \quad (2-16)$$

انتقال انرژی (تابش و همرفت)

$$\frac{dT}{dr} = [-3\kappa(r)\rho(r)/64\pi\sigma T^3(r)]L(r) \quad (الف) \quad (12-16)$$

$$\frac{dT}{dr} = \left(1 - \frac{1}{\gamma}\right) \left[\frac{T(r)}{P(r)}\right] \frac{dP}{dr} \quad (16-12 \text{ ب})$$

تولید انرژی (تبادل گرمایی)

$$\frac{dL}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \varepsilon(r) \quad (16-14)$$

معادله حالت

$$P(r) = k\rho(r)T(r)/\mu(r)m_H \quad (16-7)$$

این معادلات چگونگی تغییر پارامترها در ستاره را تنها اگر مقادیرشان را در بعضی نقاط ویژه (یا پوسته‌ها) در ستاره همچون مرکز و سطح بدانیم، توصیف می‌کنند. این مقادیر شرایط مرزی موردنظر را می‌سازند. برای مثال، در مرکز که  $r=0$  است، شرایط مرزی برای جرم و تابندگی باید  $M(r)=0$  و  $L(r)=0$  باشند. از آنجا که الگوهای نظری در ستارگان واقعی روابطی را برقرار می‌کنند، از ویژگیهای ستاره‌ای مشاهده شده برای شرایط مرزی در سطح استفاده می‌نمائیم. بنابراین، در  $r=R$  شعاع ستاره  $M(R)=M$  و  $L(R)=L$ ،  $T(R)=T_{\text{eff}}$  دمای سطحی موثر (یا دمای شید سپهری) و هر دو کمیت  $\rho(r)$  و  $P(r)$  به سمت صفر میل می‌کنند. علاوه بر این معادلات، به روابط تولید انرژی،  $\varepsilon(\rho, T)$ ، که بین هسته‌ای و گرانشی عوض می‌شوند، نیاز می‌باشد؛ روابط کدری،  $\kappa(\rho, T)$ ، که به ترکیبات شیمیایی (و تغییرات نسبت به زمان همان طور که ستاره در واکنشهای جوش خود جلو می‌رود)  $X$  (هیدروژن)،  $Y$  (هلیوم)، و  $Z$  (فلزات)، که به صورت  $\mu$  بیان می‌شود، احتیاج داریم. ترکیبات شیمیایی نقشی کلیدی در ساختار ستاره‌ای بازی می‌کنند. معادله حالت نشان می‌دهد که  $P(r)$  به  $\mu$  وابسته است؛ به علت اینکه معادله هیدرواستاتیک بیان می‌کند  $\rho(r)$  قویاً به  $P(r)$  بستگی دارد، لذا نتیجه می‌شود  $\rho(r)$  به  $\mu$  وابسته می‌باشد. توجه داشته باشید که  $\rho(r)$  در کلیه معادلات دیگر ظاهر می‌شود. مشکل از اینجا ناشی می‌شود که بدانیم چگونه ترکیبات در داخل ستاره تغییر می‌کنند.

بایستی  $\kappa(\rho, T)$  را به دما، چگالی، و ترکیبات شیمیایی مربوط کنیم. این رابطه برای فرآیندهای متفاوتی که کدری را تولید می‌کنند، فرق می‌کند. عموماً، محاسبه کامل کدری پیچیده است و بهترین کارهای انجام شده توسط رایانه‌های بزرگ برای مرتب کردن کلیه روابط لازم صورت گرفته است. اما یک فرمول تقریبی که در بازه دما و چگالی برای ستارگان رشته اصلی قابل کاربرد است، به عنوان قانون کرامر شناخته شده است که به صورت زیر داده می‌شود

$$\kappa = \text{ثابت} \times Z(1+X) \left(\frac{\rho}{T^{3/5}}\right)$$

که  $X$  کسر فراوانی هیدروژن و  $Z$  کسر فراوانی عناصر سنگین می‌باشد.

کمیت  $\varepsilon$  برای واکنش‌های هسته‌ای گوناگون متفاوت می‌باشد، ولی عموماً به دما، چگالی، و ترکیبات شیمیایی وابسته است. برای مثال، در دمای حدود ۱۴ میلیون درجه کلوین،  $\varepsilon(\rho, T)$  برای زنجیره PPI توسط عبارت زیر داده می‌شود

$$\varepsilon = X^2 \rho T^4 \times \text{ثابت}$$

که  $X$  کسر فراوانی جرم هیدروژن است.

بسیاری از الگوهای نظری برای خورشید محاسبه شده‌اند، زیرا بهترین ستاره قابل رصد است و می‌تواند به عنوان پیش‌الگویی برای سایر ستارگان به کار رود. این الگوها از نظر فراوانیهای نسبی هیدروژن، هلیوم و عناصر سنگین برای خورشید تازه شکل گرفته فرض شده و درجه اختلاط عناصر و شرکتشان در واکنشهای گرما هسته‌ای در درون خورشید با یکدیگر تفاوت دارند. اختلاط ترکیبی با افزایش وسعت منطقه همرفت افزایش می‌یابد. الگوهای خورشیدی رایج که بهترین تطبیق را با مشاهدات مختلف دارد، نشان می‌دهد که کسر بزرگی از هیدروژن در مرکز خورشید قبلاً به هلیوم تبدیل شده است (این ترکیب حدود ۴۰٪ H و ۶۰٪ He است) به طوری که در مرکز یک هسته غنی از هلیوم وجود دارد. تولید انرژی آن به طریق "هیدروژن سوزی" توسط زنجیره PPI هنوز اساساً در هسته رخ می‌دهد. انتقال انرژی برای اغلب نقاط داخلی به صورت تابشی است، لیکن در ورای حدود  $0.1 VR_{\odot}$  شیب دما آن قدر تند می‌شود که همرفت محفوظ باقی می‌ماند. نقاط دانه‌ای خورشیدی شاهد مستقیمی بر چنین منطقه همرفتی است.

### (ب) اساس فیزیکی رابطه M-L

رابطه تجربی جرم - تابندگی باید یک اساس فیزیکی، در معادلات ساختار ستاره‌ای داشته باشد، تا این معادلات صحیح باشند. با تعادل هیدرواستاتیکی [معادله (۱۶-۱)] شروع می‌کنیم و قرار می‌دهیم  $dP \rightarrow \Delta P$  و  $dr \rightarrow \Delta r$  آنگاه

$$\Delta P = P_s - P_c = 0 - P_c$$

که  $P_s$  فشار در سطح و  $P_c$  فشار در مرکز است و  $\Delta r = R$  لذا،

$$P_c \propto \frac{M\rho}{R}$$

برای یک گاز کامل،

$$P \propto \rho T$$

و بنابراین

$$\rho T_c \propto \frac{M\rho}{R}$$

و  $T_c \propto \frac{M}{R}$ . همین تقریب را در معادله انتقال تابشی (۱۶-۱۲)، به کار می‌بریم بنابراین:

$$L \propto R^2 (T_c^4 / \kappa \rho) (T_c / R) \propto R T_c^4 / \kappa \rho$$

حال  $\rho \propto \frac{M}{R^3}$  و در نتیجه

$$L \propto R^4 T_c^4 / \kappa M$$

در این تناسب بجای  $T_c$  از معادله هیدرواستاتیکی مقدار آن را جایگزین می‌کنیم:

$$L \propto R^4 (M/R)^4 / \kappa M \propto M^3 / \kappa$$

که این نتیجه به رابطه مشاهده شده  $L \propto M^{3.3}$  نزدیک است. اختلاف در وابستگی کدری به دما و چگالی نهفته است.

مقدار توان به محدوده جرم و نوع ستارگان بستگی دارد. اگر رابطه  $M-L$  را به صورت  $L \propto M^n$  بنویسیم، آنگاه مقدار عمومی  $n$  برابر  $3/3$  است؛ برای ستارگان به جرم کمتر از  $0.4 M_{\odot}$ ،  $n = 2/3$ ؛ برای آن ستارگانی که جرمشان بیشتر است،  $n = 4$ . این مقادیر تنها برای ستارگان رشته اصلی بکار برده می‌شوند.

### ۱۶-۳ تحول ستاره‌ای

مطالعه تغییرات فیزیکی که در ستارگان در هنگام تغییر ترکیبشان در اثر واکنشهای گرما هسته‌ای رخ می‌دهند موضوع تحول ستاره‌ای است. تمام ستارگان یک ترتیب کلی و عمومی را در تحولشان دنبال می‌کنند: پیش ستاره، پیش از رشته اصلی، رشته اصلی و پس از رشته اصلی. در اصل، تحول یک ستاره در ابتدا توسط جرم آن تعیین می‌شود. ترکیب شیمیایی یک نقش ثانویه را بازی می‌کند به طوری که ستارگان جمعیت‌های I و II با جرم یکسان، تاریخچه‌های تاحدی متفاوت را دنبال می‌کنند. هدف تحول ستاره‌ای درک چگونگی تغییر تابندگی و دمایی سطحی (که هر دو قابل مشاهده هستند) با زمان است. طرحی از نقاطی که نشان دهنده مراحل تحولی مختلف بر روی یک نمودار H-R است، یک مسیر تحولی ستاره نامیده می‌شود. این بخش مسیرهای تحولی نظری را که از معادلات اساسی ساختار ستاره‌ای محاسبه شده است، می‌آزماید.

**(الف) تولد ستارگان: پیش ستاره‌ها و ستارگان PMS**

ستارگان از انقباض گرانشی ابرهای گاز و گردوغباری بین ستاره‌ای متولد می‌شوند. فصل ۱۹ شواهد مشاهده‌ای برای این فرآیند فراهم می‌کند؛ در این جا ما توجه خود را بر روی فهم نظری متمرکز خواهیم کرد. آگاه باشید که ما هنوز فرآیند کامل تشکیل یک ستاره را درک نکرده‌ایم لیکن ایده اصلی روشن است: همان طور که یک ابر بین ستاره‌ای متراکم می‌شود، بخشی از انرژی پتانسیل گرانشی (۵۰ درصد) به انرژی گرمایی و بخشی نیز (۵۰ درصد دیگر) به انرژی تابشی مبدل می‌شود. سرانجام، هسته مرکزی آن قدر داغ می‌شود که به دمای اشتعال و اکنشهای جوش می‌رسد و یک ستاره به راستی متولد می‌شود. قبل از این واقعه، ستاره مراحل پیش ستاره‌ای و پیش از رشته اصلی را پشت سر گذاشته است. ابر در حال انقباض قبل از آن که به تعادل هیدرواستاتیکی برسد یک پیش ستاره است. بین این مرحله و اشتعال و اکنشهای جوش در هسته، یک ستاره پیش رشته اصلی (PMS) نامیده می‌شود. مسیر دنبال شده بر روی نمودار H-R قبل از این که ستاره به رشته اصلی برخورد کند مسیر تحولی PMS نامیده می‌شود؛ قبل از آن مسیر پیش ستاره می‌باشد.

مسیرهای تحولی برای پیش ستارگانی که جرم آنها متفاوت است فرق می‌کند. علی‌رغم جزئیات تفاوتها، محاسبات نظری خصلتهای مشترک ذیل را دارند: (۱) فروریزش با سقوط آزاد آغاز می‌شود؛ یعنی تنها توسط گرانش کنترل می‌شود (همراه با فشار ناچیز؛ واژه سقوط آزاد به این معناست که ذرات در ابر در حین فروریزش بهم برخورد نمی‌کنند به طوری که فشار داخلی صفر است)؛ (۲) این فرآیند به طور خیلی غیریکنواخت پیش می‌رود، زیرا نواحی مرکزی خیلی سریعتر از قسمت‌های بیرونی فرو می‌ریزند و یک تراکم کوچک در تعادل هیدرواستاتیکی در مرکز شکل می‌گیرد؛ (۳) از لحظه‌ای که هسته مرکزی شکل می‌گیرد ماده را از پوشی که به درون سقوط می‌کند برافزایش می‌سازد؛ (۴) ستاره یا به وسیله برافزایش تمام ماده پراکنده دوروبر، به روی خودش و یا با پراکنده ساختن آن برای ما قابل رویت می‌شود.

**فروریزش پیش ستاره‌ای با جرم خورشید**

اکنون به بررسی الگویی پیرامون شکل‌گیری یک ستاره شبه خورشیدی می‌پردازیم. یک ابر بین ستاره‌ای عظیم از گاز و غبار را تصور کنید که اغلب، آن به شکل هیدروژن مولکولی ( $H_2$ ) است و آن قدر جرم دارد که به طریق گرانشی منقبض شود. فرض می‌کنیم فروریزش در ابعاد وسیعی تحت تاثیر شرایط سقوط آزاد به وقوع می‌پیوندد [بخش (۱۵-۳ الف)].

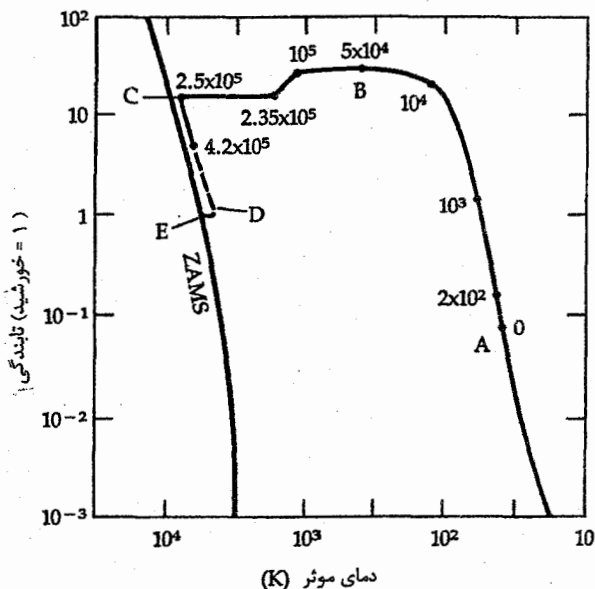
دانه‌های گرد و غباری توسط برخورد با مولکولها گرم شده و در طول موجهای فرسوخ تابش می‌کنند. مادامی که این تابش گرمایی بتواند به فضا به‌گریزد، انرژی جنبشی تلف شده، ابر سرد باقی مانده، فشار پایین می‌ماند و فروریزش همراه با سقوط آزاد ادامه پیدا می‌کند. با این حال، بالاخره زمانی فرا می‌رسد که چگالی هسته مرکزی به یک مقدار بحرانی می‌رسد که در این نقطه ابر کدر شده ( $\geq 1$  عمق نوری) و تابش فرسوخ را بدام می‌اندازد. در این موقع، فروریزش هسته به طور ناگهانی به‌کندی می‌گراید و تعادل هیدرواستاتیکی برقرار می‌شود. ستاره به عنوان یک ستاره PMS به آرامی منقبض می‌شود. کل زمان تحولی از شروع فروریزش تا این مرحله از مرتبه ۱ میلیون سال می‌باشد.

می‌توانیم مسیر تحولی یک پیش ستاره با جرم خورشیدی را بر روی یک نمودار H-R [نقطه A در شکل (۱۶-۳)] دنبال کنیم. ستاره پیش رشته اصلی (PMS) دارای دمای سطحی کمتری از دمای رشته اصلی اش می‌باشد، ولی شعاع بسیار بزرگتر است و در نتیجه سطح بزرگی را بوجود می‌آورد، بنابراین تابندگی نیز بیشتر از هنگامی است که ستاره به رشته اصلی می‌رسد (به یاد آورید که  $L = 4\pi R^2 \sigma T^4$ ). دمای ستاره آنقدر کم است که تابندگی آن نسبتاً زیاد می‌شود (حتی اگر چگالی کم باشد). همرفت عوض تابش انرژی را به بیرون منتقل می‌کند؛ ستاره کاملاً همرفتی است، بنابراین به خوبی مخلوط شده است. یک ستاره پیش رشته اصلی تازه شکل گرفته از مرکز تا سطح کاملاً همرفتی می‌باشد و انتقال موثر انرژی توسط همرفت ستاره را بسیار تابان می‌کند [نقطه B در شکل (۱۶-۳)]. همان طور که ماده در مدت  $10^5$  سال بر روی هسته برافزایش می‌کند، ستاره به یک تابندگی بالایی دست می‌یابد (حدود ۳۰ برابر خورشید).

یک ستاره PMS که به آرامی فشرده شده و برافزایش می‌کند، می‌درخشد و دمای مرکزی با متحول شدن آن بالا می‌رود. همان طور که ابعاد ستاره PMS فشرده می‌شود، دمای سطحی در ابتدا خیلی زیاد تغییر نمی‌کند، ولی تابندگی کاهش می‌یابد. نقطه آن روی نمودار H-R به طرف پائین حرکت می‌کند [نقطه C در شکل (۱۶-۳)]. در ضمن هسته به گرم شدن ادامه می‌دهد. همان طور که این اتفاق می‌افتد، کدروی آن کم می‌شود. سرانجام، کدروی باندازه کافی پائین می‌آید تا تابش عوض همرفت انرژی را به طور موثری منتقل کند. منطقه انتقال تابشی از هسته شروع می‌شود و همان طور که لایه‌های داخلی گرم می‌شود، به طور آهسته به بیرون ادامه می‌یابد. هنگامی که کسر قابل ملاحظه‌ای از درون ستاره انرژی را توسط تابش به بیرون حمل کند، مسیر آن روی نمودار H-R به طور تیزی به طرف چپ می‌چرخد [نقطه D در شکل (۱۶-۳)].

سرانجام هسته تا چند میلیون درجه گرم می‌شود، آنقدر زیاد تا واکنشهای گرما هسته‌ای

شروع شوند. هنگامی که ستاره PMS اکثر انرژی را از واکنشهای گرما هسته‌ای کسب کند (واکنشهای PP در مورد خورشید)، آن کاملاً به مرحله ستاره‌شدن رسیده است. آن دیگر برای تامین انرژی منقبض نمی‌شود؛ حرارت ناشی از واکنشهای جوش آن را در تعادل هیدرواستاتیکی نگه می‌دارد. ستاره اکنون ستاره با عمر صفر رشته اصلی (ZAMS) نامیده می‌شود [نقطه E در شکل (۱۶-۳)]. ستاره در طولانی‌ترین مرحله عمرش قرار می‌گیرد که به آرامی هیدروژن را در هسته خود به هلیوم تبدیل می‌کند. اکثر قسمت‌های داخلی آن انرژی را توسط تابش مستقل می‌کنند؛ تنها ناحیه خارجی پوش همرفتی می‌باشد. کل زمان سپری شده از فروریزش اولیه تا رسیدن به رشته اصلی به عنوان یک ستاره تنها ۲۰ میلیون سال می‌باشد [از نقطه A تا نقطه E در شکل (۱۶-۳)].



شکل ۱۶-۳. مسیر تحولی پیش رشته اصلی یک ستاره به جرم خورشید. زمان در امتداد مسیر برحسب سال و از نقطه شروع (A) می‌باشد، که دلالت بر شکل‌گیری هسته از ابر بین ستاره‌ای دارد. عمر صفر رشته اصلی در طرف چپ مشخص شده است. (براساس محاسبات نظری توسط کی. اچ. وینکلر<sup>۱</sup> و ام. نورمن<sup>۲</sup>)



## (ب) تحول بر روی و خارج از رشته اصلی

ستاره‌ای نظیر خورشید حدود ۸۰٪ از کل عمر خود را صرف تبدیل آرام هیدروژن هسته‌اش به هلیوم توسط زنجیره PP می‌نماید. همان طور که فراوانی هیدروژن کاهش می‌یابد، دما و چگالی بایستی بالا رود تا حداقل همان آهنگ جوش را حفظ کند. در خلال این زمان دما در هسته به تدریج بالا می‌رود و ستاره اندکی منبسط می‌شود. این سبب شارش بیشتر انرژی به طرف سطح می‌گردد، و تابندگی ستاره زیاد می‌شود. توجه کنید: تمام فاز هیدروژن سوزی در هسته را فاز رشته اصلی می‌نامیم. ZAMS فازی است که در آن یک ستاره ابتدا تمام انرژی خود را از جوش هیدروژن قبل از آنکه مقدار قابل ملاحظه‌ای از هیدروژن‌اش را به هلیوم تبدیل کند، دریافت می‌نماید. همان گونه که هیدروژن به هلیوم تبدیل می‌شود، ترکیبات شیمیایی و بنابراین وزن مولکولی متوسط تغییر می‌کنند، و در نتیجه ساختار ستاره را عوض می‌کند. این تغییرات در ابتدا تدریجی هستند و سپس سریعتر می‌شوند.

اجازه دهید به عمر یک ستاره به طور کمی نگاه کنیم. از رابطه کلی جرم - تابندگی برای ستارگان رشته اصلی [بخش (۱۲-۲) ب]

$$\frac{L_*}{L_\odot} = \left(\frac{M_*}{M_\odot}\right)^{3/3}$$

عمر  $t$  ستاره به مقدار انرژی ذخیره شده آن (جرم) و به آهنگی که انرژی صرف می‌کند (تابندگی) بستگی دارد. بنابراین، این کمیت نسبت به خورشید

$$\begin{aligned} \frac{t_*}{t_\odot} &= \left(\frac{M_*}{M_\odot}\right) / \left(\frac{L_*}{L_\odot}\right) \\ &= \left(\frac{M_*}{M_\odot}\right) / \left(\frac{M_*}{M_\odot}\right)^{3/3} = \left(\frac{M_*}{M_\odot}\right)^{-2/3} \end{aligned}$$

در نتیجه، هر چه ستاره سنگینتر باشد، عمر آن کوتاهتر خواهد بود. توان دقیق به بازه جرم بستگی دارد، اما بیان کلی برای تمام اجرام ستاره‌ای درست می‌باشد.

## یک ستاره جمعیت I به جرم خورشید

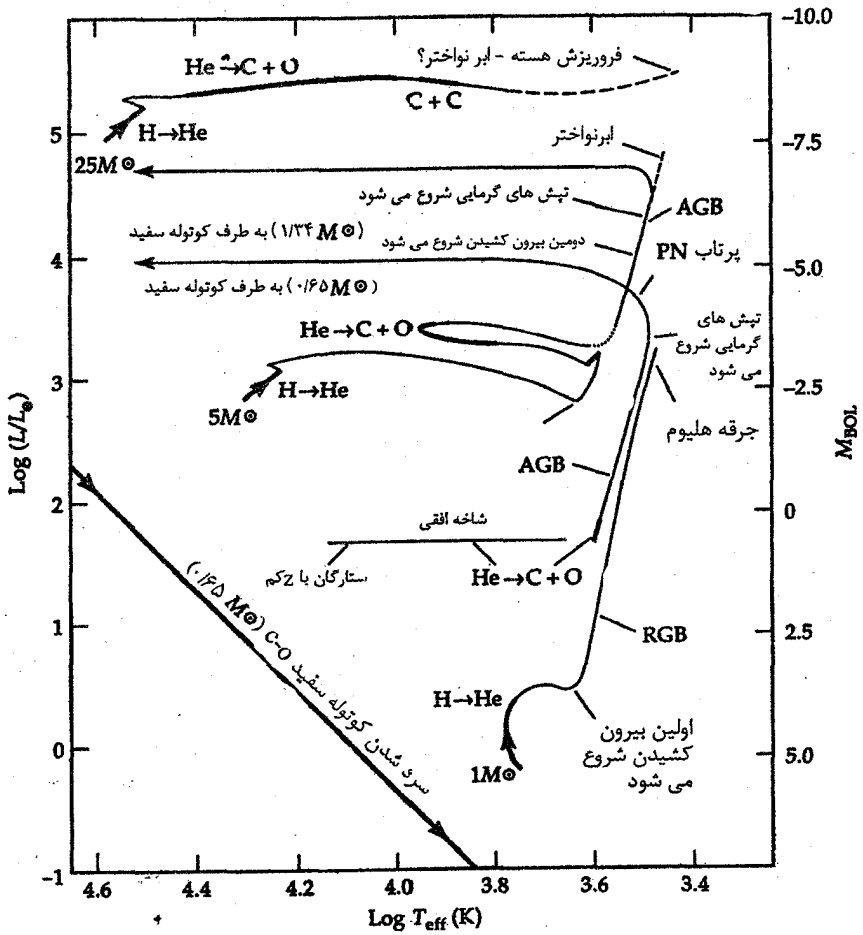
اکنون به ستاره‌ای که جرمش برابر جرم خورشید است باز می‌گردیم تا ببینیم چه مسیر تحولی را خورشید ممکن است، پس از رشته اصلی دنبال نماید. وقتی زنجیره PP در تولید انرژی فراگیر از شود، ستاره به ZAMS می‌رسد. بعد از حدود ۱۰ بیلیون سال، زمانی که تقریباً تمام هیدروژن هسته ستاره به هلیوم تبدیل شده باشد فاز رشته اصلی به انتها می‌رسد. در این مدت، دما در

هسته به تدریج افزایش می‌یابد و ستاره اندکی منبسط می‌شود. این منجر به تولید انرژی بیشتری شده و تابندگی ستاره افزایش می‌یابد [شکل (۱۶-۴)].

توجه کنید: شکل (۱۶-۴) شکل اصلی برای این فصل و شاید برای اکثر اخترفیزیک می‌باشد! آن مسیرهای تحولی نظری ستارگان  $1M_{\odot}$ ،  $5M_{\odot}$ ، و  $25M_{\odot}$  را نشان می‌دهد. [برای اولین باری که به آن نگاه می‌کنید، می‌توانید برچسب‌های "اولین بیرون کشیدن" و "دومین بیرون کشیدن" را فراموش کنید؛ آنها در بخش (۱۶-۵) توضیح داده خواهند شد.]

وقتی هیدروژن هسته ستاره تماماً مصرف شود واکنش‌های گرما هسته‌ای در آنجا متوقف می‌گردند. با این حال، این واکنش‌ها در پوسته‌ای در اطراف هسته ستاره، جایی که هنوز هیدروژن تازه وجود دارد، ادامه پیدا می‌کنند. با پایان یافتن واکنش‌های جوش در هسته ستاره، هسته منقبض می‌شود. این انقباض، لایه هیدروژن سوزی را داغ می‌کند و واکنش‌ها انرژی بیشتری تولید می‌کنند. لیکن، لایه هیدروژن سوزی پوش دربرگیرنده را داغ کرده و باعث انبساط آن می‌شود. لذا، شعاع ستاره افزایش یافته و دمای سطح آن کاهش می‌یابد. کاهش دما باعث افزایش کدری شده و همرفتی انرژی را به سمت خارج جایی که پوش ستاره قرار دارد، حمل می‌کند. توجه داشته باشید که انتقال انرژی به طریق همرفتی فقط در حد کدری‌های بالا موثر واقع شده و در نتیجه جریان همرفتی به بیرون، باعث تغییر ساختار ستاره می‌شود. شعاع ستاره زیاد می‌شود و دمای سطحی آن کاهش می‌یابد. کاهش دما سبب افزایش کدری می‌شود، لذا در نقطه‌ای همرفتی اکثر انرژی را به طرف خارج و در پوش ستاره حمل می‌کند. سپس تابندگی به مقدار زیادی بالا می‌رود؛ ستاره به طرف شاخه غول قرمز ( $RGB$ ) روی نمودار  $H-R$  حرکت می‌کند.

ساختار یک غول قرمز دارای تنوع بیشتر و بارزتری در مقایسه با یک ستاره رشته اصلی است. بیشتر جرم آن در یک هسته چگال که شعاع آن تنها چند برابر شعاع زمین و با دماهایی حدود ۵۰ میلیون درجه کلوین می‌باشد، متمرکز شده است. هسته غول قرمز آن قدر چگال است که الکترونها هسته تبدیل به یک گاز تبهگن می‌شوند. در این حالت، آنها فشار گاز تبهگن را تولید می‌کنند که فقط به چگالی بستگی دارد نه به دما و این، هسته ستاره را قادر می‌سازد که فشاری کافی برای مقابله با نیروی گرانشی آن حتی اگر هیچ گونه واکنش جوشی در آن اتفاق نیفتد، به دست آورد.



شکل ۱۶-۴. مسیره های نظری برای ستارگان  $1M_{\odot}$ ،  $5M_{\odot}$ ، و  $25M_{\odot}$ . فازهای اصلی سوختن جوش (قسمتهای ضخیم تر مسیره ها)، هم چنین مراحل مهم تحولی مشخص شده اند. خطوط منقطع فازهای غیر حتمی را نشان می دهند. (انتخاب شده از نمودار مربوط به آی. ایبن. جنیور.)

در خلال مدتی که ستاره متورم می شود، وضعیت غول قرمز را به دست می آورد، دمای هسته ستاره - که به طور مداوم با انقباض آن در حال افزایش بوده است - به کمینه لازم جهت شروع هلیوم سوزی توسط فرآیند سه آلفا می رسد. این هسته هلیومی، تبهگن است. به محض اینکه بخشی از این هسته هلیومی در ضمن واکنش سه آلفا به حالت اشتعال در می آید، حرارت

ایجاد شده به وسیله جوش به سرعت توسط رسانش در سرتاسر هسته منتشر می شود. بقیه هسته ستاره به سرعت مشتعل می شود. اگر هسته ستاره یک گاز معمولی باشد، این اشتعال انفجاری در نتیجه افزایش سریع دما و فشار آن را منبسط می کند. با این وجود، هسته ستاره در این حالت تبهگن است و دمای افزایش یافته فشار را در یک گاز تبهگن افزایش نمی دهد، لذا هسته منبسط نمی شود. در عوض دمای افزایش یافته آهنگ فرآیند سه آلفا را افزایش می دهد که خود منجر به تولید انرژی بیشتر، افزایش مجدد دما و غیره می شود. این فرآیند خارج از کنترل در هسته، جرقه هلیوم نامیده می شود. وقتی که دمای هسته سرانجام به حدود ۳۵۰ میلیون درجه کلوین می رسد، الکترونها غیر تبهگن می شوند. سپس، هسته منبسط و سرد می گردد.

چرا عوض اشتعال آرام یک جرقه هلیومی، داریم؟ یکی از خصوصیات ماده تبهگن این است که آن رسانایی گرمایی بسیار بالایی دارد، بنابراین گرما در داخل آن به سرعت شارش می یابد. در نتیجه، هنگامی که قسمتی از هسته به دمای اشتعال هلیوم برسد، این پدیده به صورت یک جرقه در سراسر هسته پخش می شود (با استانداردهای اختریفی یکی) - شاید فقط در طول چند دقیقه!

پس از جرقه هلیوم شعاع ستاره و تابندگی آن اندکی کاهش می یابند و موضع آن بر روی نمودار H-R به قدر جزئی به سمت پایین و به طرف چپ حرکت می کند. ستاره به آرامی هلیوم را در هسته و هیدروژن را در لایه‌ای در اطراف هسته می سوزاند. این فاز، هلیوم سوزی هسته است که مشابه فاز رشته اصلی ستاره است (هیدروژن سوزی پوسته).

سرانجام، فرآیند سه آلفا هسته را به کربن تبدیل می کند. این واکنش در هسته متوقف می شود، لیکن در لایه‌ای حول آن ادامه می یابد. این وضعیت - این که هسته فعالیتهاش متوقف شود، لیکن واکنشهای گرما هسته‌ای در لایه‌ای اطراف آن ادامه یابد - شبیه موقعی است که ستاره برای اولین بار از رشته اصلی جدا می شود. این فرآیندهای فیزیکی باعث ایجاد همان تحول می شوند؛ سوختن لایه باعث انبساط ستاره می گردد. ستاره بار دیگر، یک غول قرمز می شود. الکترونها هسته - که این بار غنی از کربن است - بار دیگر تبهگن می شوند. ستاره به طرف بالا و به طرف شاخه مجانبی غول (AGB) در روی نمودار H-R حرکت می کند.

به خاطر این که آهنگ واکنش سه آلفا نسبت به تغییرات دما بسیار حساس است، پوسته هلیوم سوز باعث ناپایدار شدن ستاره می گردد. کیفیت آن به این ترتیب است: فرض کنید ستاره کمی منقبض شود. دما و تولید انرژی در لایه افزایش می یابد؛ فشار نیز افزایش می یابد. با این

حال افزایش فشار بیش از مقدار لازم برای خنثی کردن گرانش است و بنابراین، قسمتهای بیرونی ستاره منبسط می‌شوند. این انبساط منجر به کاهشهایی در دما، فشار، و آهنگ تولید انرژی که اغلب به صورت ناگهانی است، می‌شود. ستاره منقبض می‌شود، تولید انرژی افزایش می‌یابد، ستاره منبسط و این چرخه تکرار می‌گردد. انفجارات تولید انرژی  $3\alpha$  شبیه به انفجارات گرما هسته‌ای کوچک در پوسته می‌باشد؛ آنها دارای نام بی‌مسمای تپش‌های حرارتی می‌باشند. انفجارها در حدود هر چند هزار سال رخ می‌دهند و سبب می‌شوند تابندگی ستاره بالا رفته و به سرعت به مقدار ۲۰ تا ۵۰ درصد در مدت چند سال یا دهها سال پائین آید! انفجارات سبب پدیدن ستاره و هم چنین تغییر در تابندگی می‌شوند. هر انفجار هجومی از انرژی را تولید می‌کند؛ به طور موثری به طرف خارج حرکت می‌کند، ناحیه همرفت می‌شود و حباب‌های گاز گرد هم آمده در هر انفجار عناصر را به طرف بیرون حمل می‌کنند.

ضمناً، ستاره یک شارش قوی به طرف خارج از سطح خود را گسترش می‌دهد که گاهی اوقات آن را ابر باد می‌نامند تا از باد ستاره‌ای عادی یک غول قرمز تشخیص داده شود. ابر باد توسط تپش‌های ستاره شلیک شده و درون تند بادهایی می‌وزد که سریعاً (در حدود ۱۰۰۰ سال) پوش ستاره را می‌شکافد. در نتیجه یک هسته داغ به جای می‌ماند. مواد پرتاب شده یک پوسته گازی گرم شده توسط هسته داغ در حال انبساط را تشکیل می‌دهد. ستاره شناسان این قسمت را به دلایل تاریخی سحابی سیاره نما می‌نامند. (آن شبیه به یک سیاره مشتری گون که با یک تلسکوپ کوچک مشاهده می‌شود، بنظر می‌رسد.) هسته داغ به صورت ستاره مرکزی سحابی ظاهر می‌شود. سحابی به انبساط ادامه می‌دهد تا در محیط بین ستاره‌ای از بین برود. در مورد ستاره‌ای که جرمش در حدود جرم خورشید و یا کمتر است، هسته هرگز به دمای اشتعال کربن سوزی نمی‌رسد، زیرا تبهگن شده است و نمی‌تواند منقبض گردد و دمای آن بالا رود تا به حد اشتعال کربن سوزی برسد. در عرض حدود ۷۵۰۰۰ سال، چنین ستاره‌ای به یک کوتوله سفید که بیشتر از کربن ساخته شده است تبدیل می‌شود. بدون منابع انرژی، کوتوله سفید در عرض چند بیلیون سال سرد شده و به یک کوتوله سیاه مبدل می‌شود.

### یک ستاره جمعیت I به جرم $5M_{\odot}$

حال، تحول یک ستاره جمعیت I را که جرمش پنج برابر خورشید است، دنبال می‌کنیم. ما یک ستاره به جرم  $5M_{\odot}$  را به عنوان یک مثال به خاطر تحول سریعتر آن در مقایسه با یک ستاره بجرم  $1M_{\odot}$  انتخاب کرده‌ایم؛ روی رشته اصلی، این ستاره به صورت ستاره نوع B ظاهر می‌شود.

شروع مسیر تحولی [شکل (۱۶-۴)] موضع رشته اصلی ستاره را در نمودار H-R با عمر صفر موقعی که هیدروژن سوزی در مرکز ستاره آغاز شده است، نشان می‌دهد. در ابتدا فقط دمای مرکز آن قدر زیاد است که چرخه CNO انجام می‌شود و هیدروژن تازه توسط اختلاط همرفتی در سرتاسر هسته مرکزی تهیه می‌شود. تغییر شرایط حاکم بر هسته تا حدی پیچیده است. وقتی تنها کسر کوچکی از تمام مواد موجود در هسته هیدروژن باشد، ابتدا هسته و سپس تمام ستاره منقبض می‌شود. سرانجام، هیدروژن هسته تمام می‌شود. در نتیجه انقباض گرانشی هسته، ماده‌ای که درست در پشت هسته است به سمت مناطق با دماهای بالاتر کشیده شده و هیدروژن سوزی در پوسته‌ای حول هسته هلیومی (اولیه) آغاز می‌شود. این پوسته، در ابتدا نسبتاً ضخیم است. لیکن زمانی که کسر بزرگتری از جرم کل ستاره در هسته متمرکز شود، نازک می‌شود. هسته آن قدر متراکم است که بتواند وزن ماده فوقانی را تحمل کند. وقتی این تعادل خاتمه یابد، هسته خیلی سریعتر منقبض شده و داغ می‌گردد. زمانی که چنین اتفاقی بیفتد تولید انرژی در پوسته شتاب می‌گیرد و پوش بیرونی منبسط می‌شود. چنین انبساطی باید با کم شدن دمای سطح همراه باشد و موضع ستاره در نمودار H-R به طرف راست حرکت می‌کند.

در جریان انجام آخرین بخش فاز انبساط، همرفتی در پوش توسعه می‌یابد و جهت مسیر تحولی را از کاهش به افزایش تابندگی با حمل بخش بزرگتری از انرژی به طرف خارج و به سطح ستاره تغییر می‌دهد. این پدیده آغازگر فازی از حیات ستاره به نام غول قرمز است. دماهای داخلی به افزایش خود در نتیجه انقباض هسته، ادامه می‌دهند؛ سرانجام نقطه‌ای فرا می‌رسد (حدود  $10^8$  کلوین) که فرآیند سه آلفا می‌تواند در مرکز ستاره آغاز شود. سوختن هلیوم در این مرحله دارای حیاتی کوتاه است.

یکبار دیگر انقباض گرانشی کار خود را از سر می‌گیرد تا جایی که دما آن قدر بالا می‌رود که هلیوم دوباره به حالت اشتعال می‌رسد. موازنه بین هلیوم سوزی در هسته و هیدروژن سوزی در پوسته به تدریج به نفع هلیوم سوزی تغییر می‌کند و سطح ستاره هم داغتر و هم درخشانتر می‌شود. هنگامی که هلیوم در هسته تمام می‌شود و هسته از کربن تشکیل می‌شود، مجدداً انقباض رخ می‌دهد و هلیوم سوزی در پوسته شکل می‌گیرد.

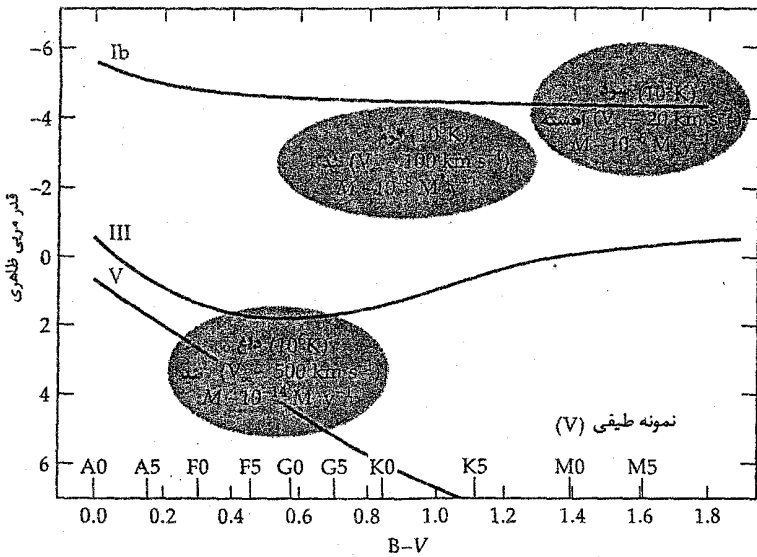
شبهه به ستارگان به جرم خورشید، مسیر تحولی AGB و هم‌چنین فنای ستاره را نمایان می‌سازد. ستاره ممکن است وارد مرحله پرتاب جرم شود تا یک سحابی سیاره‌نما شکل گیرد و یک هسته که یک کوتوله سفید می‌شود، به جای گذارد. یا، ستاره ممکن است ابرنواختر شود. در هر دو حالت، ستاره مواد را به درون محیط بین ستاره‌ای وارد می‌کند.

زندگی این دو نوع ستارگان نمایش ستارگان با اجرام کم و متوسط می باشد. در مورد جرم زیاد مثلاً  $25M_{\odot}$ ، چگونه است؟ نسبتاً عمر کوتاهی می باشد و ما را برای یک سفر سریع به طرف مرگ به عنوان یک ستاره ابرغول متقاعد می سازد. توجه داشته باشید که مسیر تحولی آن [شکل (۱۶-۴)] تقریباً در عرض نمودار H-R به طور افقی حرکت می کند، که در این مسیر هیدروژن رادر هسته اش، سپس هلیوم و آنگاه کربن را می سوزاند. به محض اینکه ستاره به یک ستاره ابرغول قرمز تبدیل شود، هسته آن ناپایدار شده و فرو می ریزد و با انفجار ابرنواختری جرقه می زند (بیشتر در فصل ۱۸ خواهد آمد).

### ستارگان فوق العاده سنگین

در این قسمت نظری داریم بر کار نظری بر روی تحول ستارگان واقعاً سنگین - ۵۰ تا ۱۰۰ برابر جرم خورشید. کاهش جرم به طور غیر منتظره ای تحول برخی از ستارگان را تغییر می دهد. خورشید جرمش را با آهنگ، حدود  $10^{-14}$  برابر جرم خورشیدی در هر سال در اثر باد خورشیدی از دست می دهد. دریافته اند که دیگر ستارگان با آهنگهایی خیلی بزرگتر جرمشان را از دست می دهند که این به سبب جریانهای به سوی خارج است که به آنها بادهای ستاره ای می گویند [شکل (۱۶-۵)]. غولهای قرمز و ابرغولها پوشهای خود را با آهنگهای  $10^{-7}$  الی  $10^{-6}$  برابر جرم خورشیدی در هر سال به بیرون می رانند. ستارگان سنگین نوع O نیز بادهای ستاره ای دارند که قویترین آنها در حدود  $10^{-7}$  الی  $10^{-6}$  برابر جرم خورشیدی را در هر سال با خود به بیرون حمل می کنند. توجه کنید که یک ستاره نوع O چند برابر جرم خورشیدی از مواد را در ضمن مدت زمان عمر رشته اصلی اش در عرض چند میلیون سال از دست خواهد داد [شکل (۱۶-۶)].

کاهش جرم، مسیرهای تحولی ستارگان با اجرام  $50M_{\odot}$  الی  $100M_{\odot}$  را تغییر می دهد. چنین ستارگانی ۵۰ تا ۶۰ درصد جرم اولیه شان را تا پایان مدت زمان عمر رشته اصلی شان از دست می دهند. این ستارگان لایه های بیرونی خود را از دست می دهند تا آن حد که در حقیقت هسته مرکزی آشکار می شود و محصولات چرخه CNO (همچون ازت) در سطح، نمایان می شوند. چنین هسته های لختی ممکن است هرگز به صورت غولهای قرمز در نیابند، زیرا لایه های بالای هسته - جایی که پوسته سوزی به وقوع می پیوندد - برداشته شده است. (اجسام غیر معمول و عجیبی که به ستارگان ولف - رایت معروفند و ستارگان داغی با خطوط نشری قوی در طیفهایشان می توانند نمونه هایی از این ستارگان باشند. این ها به طور غیر منتظره ای مملو از ازت و کربن هستند.)



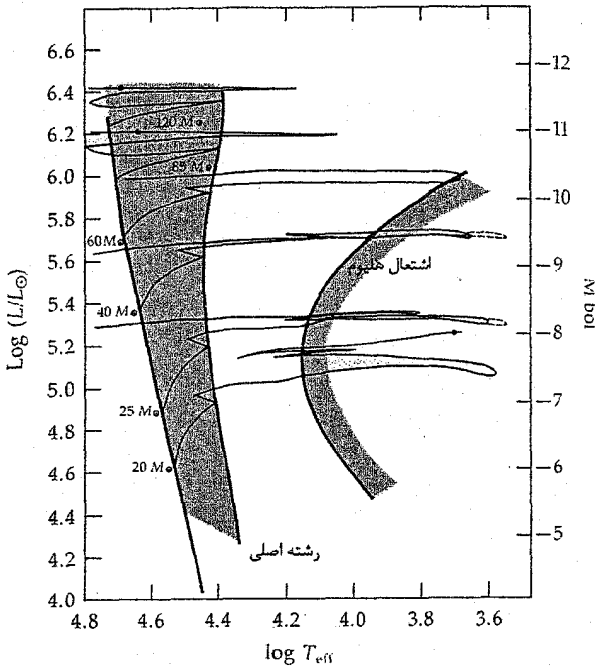
شکل ۱۶-۵. مکانهای ستارگان سرد حاوی بادهای ستاره‌ای بر روی نمودار H-R. توجه کنید که آنها در سه گروه اصلی قرار می‌گیرند؛ بادهای سرد، گرم و داغ. تندهای باد و آهنگ‌های کاهش جرم برای هر یک داده شده‌اند. (ای. دوپری<sup>۱</sup>)

### (ج) ستارگان با جرم کم

تحول ستارگان با جرم بسیار کمتر از خورشید نیز تفاوت‌های قابل ملاحظه‌ای دارند. اولاً، ستارگان با جرم باندازه کافی کم ممکن نیست به اندازه لازم برای سوزاندن بیشتر هلیوم به کربن قبل از اینکه پوش خود را به اطراف پرتاب کنند، برسند. چنین ستارگانی به صورت کوتوله سفید مرکب از هلیوم بسیار زیاد به اتمام می‌رسند.

ثانیاً، اگر جرم ستاره کمتر از  $0.08$  جرم خورشید باشد، آن حتی به رشته اصلی نخواهد رسید. انقباض گرانشی آن را به طور موثری گرم نخواهد کرد. قبل از اینکه آن باندازه کافی داغ شود تا واکنش‌های هسته‌ای را شروع کند، چگالی آنقدر بالا رفته است که ماده تبهگن می‌شود. آنگاه فشار الکترونیهای تبهگن از ستاره حمایت می‌کند و از انقباض بیشتر آن جلوگیری خواهد نمود. اگر انقباض گرانشی از گرم شدن ستاره جلوگیری کند، آتشهای هسته‌ای هرگز روشن نمی‌شوند و به سادگی ستاره سرد شده تا به یک کوتوله قهوه‌ای تبدیل می‌شود. [مطالب بیشتر راجع به کوتوله‌های سفید و قهوه‌ای در بخش (۱۷-۱).]



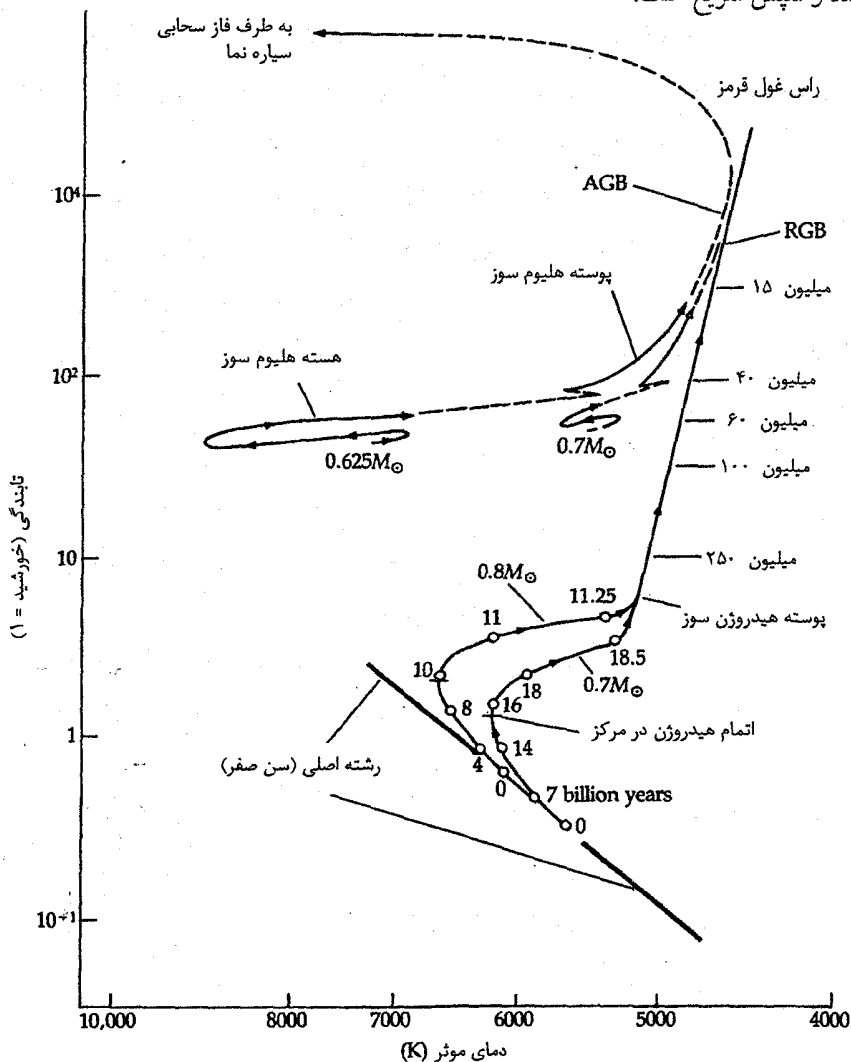


شکل ۱۶-۶. مسیرهای تحولی برای ستارگان فوق العاده سنگین. اجرام اولیه ( $100-20 M_{\odot}$ ) در امتداد رشته اصلی مشخص شده‌اند. نوار رشته اصلی در طرف چپ قرار دارد؛ ناحیه برچسب زده شده "اشتهال هلیوم" در طرف راست آغاز هلیوم سوزی می‌باشد. اولین نقطه روی هر مسیر دلالت بر شروع هلیوم سوزی برای آن الگوی خاص دارد. (انتخاب شده از نموداری توسط سی. چیوسی<sup>۱</sup> و ای. میدرا<sup>۲</sup>)

### (د) ترکیبات شیمیایی و تحول

ستارگان جمعیت II تنها شامل  $0.01$  درصد عناصر سنگین هستند؛ بازه آن حدود  $0.002\%$  می‌باشد. آیا مسیرهای تحولی آنها با ستارگان جمعیت I با همان جرم خیلی تفاوت دارد؟ سرتاسر رشته یکسان است، اما این ستارگان تفاوت چشمگیری در موضعشان بر روی نمودار H-R در ضمن هلیوم سوزی در هسته نشان می‌دهند. چه اتفاقی برای ستاره‌ای که فراوانی عناصر سنگین آن  $0.01$  درصد بوده و رشته اصلی را با جرم  $0.7 M_{\odot}$  ترک می‌گوید، روی می‌دهد [شکل (۱۶-۷)]؟ تقریباً  $16$  بیلیون سال پس از آغاز هیدروژن سوزی هسته، واکنش‌های

PP سوخت هیدروژنی هسته را تماماً به مصرف رسانده‌اند. پوسته سوزی کار کنترل تولید انرژی را به دست می‌گیرد، و ستاره به سمت ناحیهٔ غول قرمز پیش می‌رود که این پیش روی در ابتدا کند و سپس سریع است.



شکل ۱۶-۷. مسیرهای تحولی برای ستارگانی با فراوانیهای فلزی ناچیز. این دو مسیر مربوط به دو ستاره در حال ترک رشته اصلی یکی بجرم  $0.1 M_{\odot}$  و دیگری بجرم  $0.1 M_{\odot}$  می‌باشد. هر دو ستاره در ضمن فاز غول قرمز جرم از دست می‌دهند. (براساس محاسبات آی. ایبن جینور)

در خلال این که ستاره غول قرمز است، قدری از جرمش را توسط یک باد ستاره‌ای قوی به بیرون می‌پراکند. پس از جرقه هلیوم ستاره در حالت هلیوم سوزی هسته آرام و قرار می‌گیرد؛ سپس، ستاره به علت کاهش جرم توسط باد ستاره‌ای دارای جرمی حدود  $0.625M_{\odot}$  می‌شود. تولید انرژی در یک پوسته هیدروژن سوز و در یک هسته هلیوم سوز که چگالی آن تقریباً  $10^7 \text{ kg/m}^3$  و دمای آن در حدود  $100$  میلیون درجه کلوین است، ادامه می‌یابد. همان طور که ستاره متحول می‌شود، تابندگی آن تقریباً ثابت مانده و دمای سطحی آن تغییر می‌کند، این تغییر در ابتدا به سمت دماهای بالاتر و سپس به سمت دماهای پایین‌تر قبل از توقف هسته‌سوزی می‌باشد. مسیر تحولی این ستاره یک شکل زیگزاگ را بر روی نمودار H-R درست می‌کند.

ستارگانی با ذخیره عناصر سنگین محدودتر (فقط  $0.01$  درصد) و با گستره‌ای از اجرام نیز یک شاخه افقی هسته هلیوم سوز را تشکیل می‌دهند، لیکن نسبت به ستارگانی با همان جرم اما با درصد عناصر سنگین بالاتر ( $0.1$  درصد مانند مورد فوق) بر روی نمودار H-R به سمت چپ (به سمت دماهای زیادتر) جابه‌جا می‌شوند. در خوشه‌ها علت پیدایش این گستره اجرام در امتداد شاخه افقی مقادیر متفاوت از دست رفتن جرم در مدت زمانی که این ستارگان غول قرمز هستند، می‌باشد. تمام ستارگان شاخه افقی در یک چنین گروهی تقریباً با یک جرم، تحول را آغاز می‌کنند و در پایان دارای هسته‌های هلیومی با یک اندازه هستند، لیکن، برخی بیش از دیگران در هنگامی که غول قرمز هستند جرم از دست می‌دهند و نهایتاً در پایان تحولات پوشهای هیدروژنی بسیار نازکی اطراف هسته‌های هلیومی شان را فرا می‌گیرند. این ستارگان خیلی شبیه به ستارگان رشته اصلی که از هلیوم خالص ترکیب شده باشند هستند و بر روی نمودار H-R مدت زیادی در سمت چپ قرار می‌گیرند. آنهایی که مقدار بسیار ناچیزی جرم در مرحله غول قرمز از دست می‌دهند پوشهای هیدروژنی ضخیم‌تری را در پایان دارا خواهند بود. اینها شبیه غولهای قرمز معمولی هستند که در پایان بر روی نمودار H-R خیلی به سمت راست پیش می‌روند.

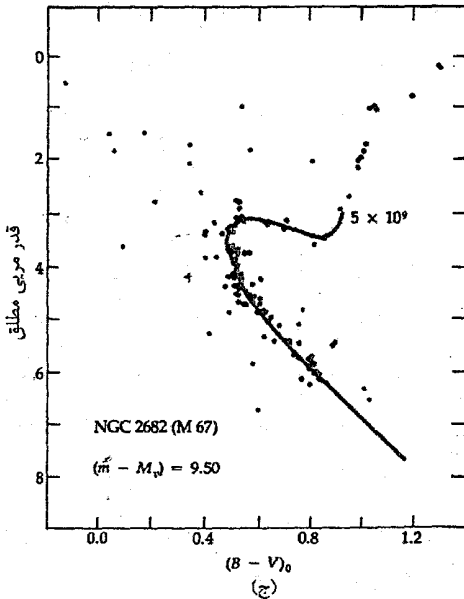
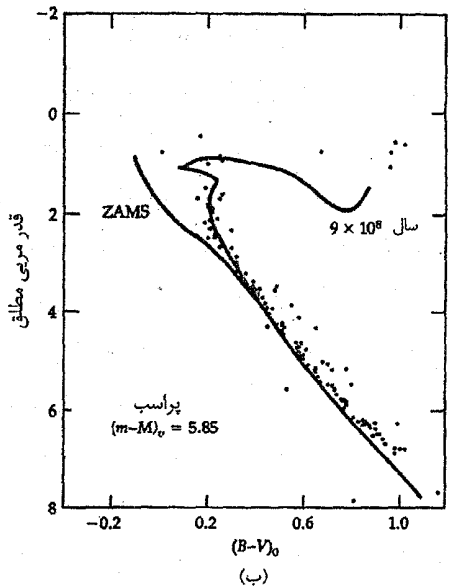
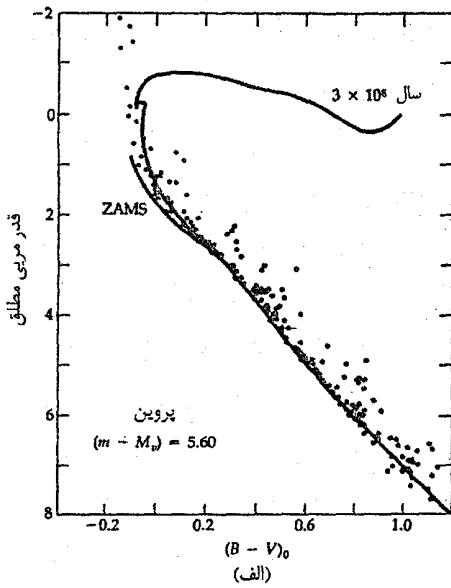
## ۱۶-۴ تفسیر نمودارهای H-R خوشه‌ها

اگر خوشه‌ای از ستاره‌ها به گونه‌ای شکل گیرد که تمام اجزاء آن کمابیش به طور هم‌زمان باعث انقباض ابرگازی شوند، محل ستارگان در نمودار H-R به زمان طی شده از لحظه شکل‌گیری اولیه‌شان بستگی خواهد داشت. در  $10^8$  سال، خوشه شامل ستارگانی بر روی رشته اصلی مثلاً

دارای تابندگی  $100 \approx L/L_{\odot}$  یا با قدر مطلق تقریباً صفر متناظر با جرم  $3M_{\odot}$  یا مقداری بیشتر خواهد بود. ستارگان قدری سنگین‌تر کمی در سمت راست رشته اصلی قرار دارند و برخی ستارگان به شاخه غول رسیده‌اند، لیکن هنوز به آنسوی آن نرفته‌اند.

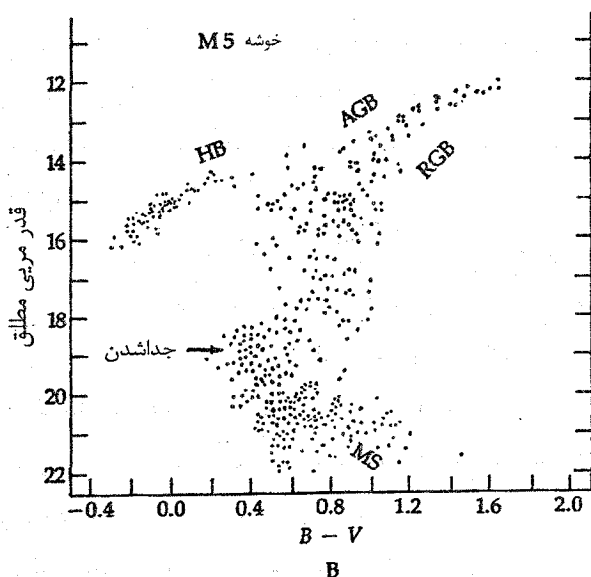
جدا شدن از رشته اصلی بازتابی از مدت زمان سپری شده از ابتدای ورود ستارگان به ZAMS می‌باشد. عمر خوشه‌ها را می‌توان با مقایسه نقاط جدا شدن در نمودار H-R نظری [شکل (۱۶-۸)] با مقیاس سمت راست نمودار، تعیین کرد. نمودارهای H-R مشاهده شده مربوط به خوشه‌های مختلف نمایانگر مکانهای هندسی اواخر مسیرهای تحولی ستارگان عضو تا آن زمان خاص از لحظه شکل‌گیری است. این مکانهای هندسی موسوم به همزمانیها یا خطوط با زمان ثابت هستند. این حقیقت که همزمانیهای محاسبه شده دقیقاً شبیه نمودارهای H-R مشاهده شده است، یکی از بزرگترین پیروزیهای اختر فیزیک جدید است که ثابت می‌کند اساس فیزیکی الگوهای ستاره‌ای صحیح می‌باشد.

مدت زمانی که طول می‌کشد تا پیش ستاره منقبض شود آنقدر کوتاه است که معمولاً می‌توان از آن چشم پوشید، به ویژه برای خوشه‌هایی که به خوبی رشد و توسعه یافته‌اند. با این حال، در بسیاری از خوشه‌ها، زمان انقباض برای ستارگان سنگین به مراتب سریع‌تر از این زمان برای ستارگان با جرم کم است، زیرا ستارگان سنگین جدا شدن از رشته اصلی را قبل از آن زمان که ستارگان با جرم کم به آن برسند، شروع خواهند کرد. یک چنین خوشه جوانی، خوشه پروین است که هنوز شامل ستارگان سنگین تابناک بر روی رشته اصلی می‌باشد. جدا شدن در نزدیکی انتهای بسیار بالای نمودار H-R مربوط به این خوشه [شکل (۱۶-۸ الف)] و ظهور شاخه ابرغول معمولاً به تحول سریع این ستارگان سنگین نسبت داده می‌شود. خوشه پروین عمری برابر  $10^7$  سال دارد. در حالت میان سال، پراسپ عمری حدود  $9 \times 10^8$  سال دارد [شکل (۱۶-۸ ب)]. در منتهی الیه دیگر، ما شاهد یک خوشه پیرباز (جمعیت I) که ستاره‌هایش به شدت تحول یافته‌اند هستیم،  $M_{67}$ . این خوشه شامل ستارگان به جرم تقریبی  $1/25 M_{\odot}$  که به طرف شاخه غول قرمز تحول یافته و ستارگانی به جرم  $1 M_{\odot}$  که در حال ترک رشته اصلی می‌باشند، است. یک تخمین، عمر  $M_{67}$  را برابر  $5 \times 10^9$  سال به دست می‌دهد [شکل (۱۶-۸ ج)].



شکل ۱۶-۸. نمودارهای H-R برای خوشه‌ها به شکل رنگ - قدر. نقاط جدا شدن مشاهده‌ای عمرهای تقریبی را به هنگام مقایسه با همزمانی‌ها از الگوهای نظری (خطوط پر) ارائه می‌دهند. (الف) نمودار برای پروین. خطوط پر محاسبات نظری برای ZAMS و برای خوشه تحول یافته‌ای در عمر  $3 \times 10^8$  سال می‌باشد. خوشه پروین جوانتر از این سن می‌باشد، زیرا انتهای بالایی رشته اصلی آن هنوز دارای ستارگان سنگین می‌باشد. (ب) نمودار برای خوشه پراسپ با بهترین تطبیق خط نظری برای عمر  $9 \times 10^8$  سال. (ج) نمودار برای M 67 همان مقایسه پراسپ برای آن. مدول فاصله ظاهری برای هر خوشه داده شده است. (انتخاب شده از نمودارهای مربوط به دی. ای. وان در برگ<sup>۱</sup>)

نمودارهای H-R خوشه‌های کروی جمعیت II [شکل (۱۶-۹)]. با نمودارهای H-R مربوط به دو نوع خوشه‌های جمعیت I میان سال (مانند M ۱۱) و خوشه‌های جمعیت I پیر (مانند M۶۷) تفاوت دارند. خوشه‌های کروی پیر هستند، لیکن چون تقریباً با هیدروژن و هلیوم خالص شروع کرده‌اند و مجازاً فاقد عناصر سنگین می‌باشند، مسیرهای تحولی آنها اشکال متفاوت‌تری از خوشه‌های جمعیت I به خود می‌گیرند. نمودارهای H-R کنونی، برای خوشه‌های کروی نقاط انتهایی مسیرهای تحولی را نشان می‌دهند. تفاوتها از یک خوشه به دیگری، به تفاوت‌های ناشی از ترکیب شیمیایی اولیه نسبت داده می‌شوند. خوشه‌های کروی به طور وضوح شاخه افقی را که از ترکیبات شیمیایی و کاهشهای جرمی متفاوت نتیجه شده است، نشان می‌دهند [HB در شکل (۱۶-۹)]. توجه داشته باشید که نمودار H-R یک خوشه کروی، ستارگان را در تمام فازهای تحولی، نشان می‌دهد: رشته اصلی [MS در شکل (۱۶-۹)] با هسته



شکل ۱۶-۹. طرح واره نمودار H-R برای یک خوشه کروی با فازهای اصلی تحولی مشخص شده. (انتخاب شده از نموداری توسط وی. کاستلانی<sup>(۱)</sup>)

هیدروژن سوز که  $10^{10}$  سال دوام دارد، غول قرمز (RGB) به مدت  $10^8$  سال با پوسته هیدروژن سوز؛ شاخه افقی (HB) به مدت  $10^8$  سال با هسته هلیوم سوز و پوسته هیدروژن سوز؛ و شاخه غول مجانبی (AGB) به مدت  $10^7$  سال با پوسته مضاعف سوز.

## ۱۶-۵ ترکیب عناصر در ستارگان

برای بقا داشتن، یک ستاره بایستی عناصر سبک را به عناصر سنگین جوش بدهد و در این مسیر انرژی تولید کند. انقباض گرانشی حرارت اولیه را برای راه افتادن واکنشهای جوش تامین می‌کند. هر چه جرم یک ستاره بیشتر باشد، دمای مرکزی تولید شده توسط انقباض گرانشی قبل از فرارسیدن تبه‌گنی و عناصر سنگینی که می‌تواند جوش بدهد، بیشتر خواهد بود. از دماهای اشتعال لازم برای واکنشهای جوش، می‌توانیم حدود عناصر سنگینی را که یک ستاره با جرم معین قادر است جوش دهد، تنظیم کنیم [جدول (۱۶-۱)]. برای مثال، خورشید می‌تواند هلیوم را بسوزاند و کربن تولید کند اما هرگز باندازه کافی داغ نمی‌شود تا کربن را بسوزاند. [جدول (۱۶-۱)] مراحل اصلی تولید انرژی هسته‌ای و ترکیب هسته‌ای را خلاصه کرده است. توجه داشته باشید که محصولات (یا خاکسترهای) یک مجموعه از واکنشها معمولاً سوخت مجموعه واکنشهای بعدی خواهند شد تا اینکه به آهن برسد.

هم چنین به جدول توجه کنید که فقط ستارگان بسیار سنگین (آنهايي که جرمشان بیش از حدود  $5M_{\odot}$  است) می‌توانند عناصر سنگینتر از اکسیژن، نئون، و سدیم را تولید کنند. ستارگان کمی دارای چنین جرم بزرگی می‌باشند، و ستارگان بسیاری به انتهای تحول هسته‌ای‌شان رسیده‌اند بدون اینکه عناصر مهمی را ساخته باشند. این حقیقت تاکید بر اهمیت ستارگان سنگین در طرح تحول کیهانی دارد - آنها عناصر سنگین را جوش می‌دهند و، در فرآیند ابرنواختر، بعضی از آنها را به محیط بین ستاره‌ای بر می‌گردانند.

ستارگان غول قرمز نقش اصلی در ترکیب هسته‌ای کیهانی بازی می‌کنند. تپش‌های حرارتی در یک پوسته هلیوم سوز مکانهایی برای تولید ایزوتوپهای خاص به ویژه آنهایی که غنی از نوترون هستند، می‌باشند. این فرآیند در دو مرحله برای ستارگان با جرم کم و متوسط رخ می‌دهد. اجازه دهید به بینیم که این موضوع در یک مقایسه از مسیرهای تحولی پس از رشته اصلی برای ستارگان با جرم کم و متوسط چگونه رخ می‌دهد [شکل (۱۶-۴)]؟

جدول ۱۶-۱. مراحل تولید انرژی گرما هسته‌ای در ستارگان

فرآیند	سوخت	محصولات اصلی	دمای تقریبی (K)	کمینه جرم تقریبی (جرم خورشیدی)
سوختن هیدروژن	هیدروژن	هلیوم	$1-3 \times 10^7$	۰/۱
سوختن هلیوم	هلیوم	کربن، اکسیژن	$2 \times 10^8$	۱
سوختن کربن	کربن	اکسیژن، نئون، سدیم منیزیوم	$8 \times 10^8$	۱/۴
سوختن نئون	نئون	اکسیژن، منیزیوم	$1/5 \times 10^9$	۵
سوختن اکسیژن	اکسیژن	منیزیوم تا گوگرد	$2 \times 10^9$	۱۰
سوختن سیلیسیوم	منیزیوم تا گوگرد	عناصر نزدیک آهن	$3 \times 10^9$	۲۰

یک مرحله هنگامی صورت می‌گیرد که ابتدا یک ستاره یک غول قرمز می‌شود. منطقه هم رفتی که در نتیجه تحول به غول قرمز توسعه می‌یابد، به هسته ستاره می‌رسد و آنگاه عناصری را که در اثر سوختن هیدروژن ساخته شده‌اند به بالا می‌کشد. در پایه منطقه هم رفتی، کربن به ازت تبدیل می‌شود. هم رفتی مواد حاصل از فرآیند را به سطح می‌آورد، بنابراین فراوانی کربن در هسته کم می‌شود در صورتی که فراوانی ازت زیاد می‌شود. کل این فرآیند به محض اینکه برای اولین بار یک ستاره غول قرمز می‌شود، رخ می‌دهد که اولین بیرون کشیدن [نقاط علامت‌گذاری شده در طول مسیرهای تحولی در شکل (۱۶-۴) را به بینید] نامیده می‌شود.

برای ستارگان با جرم متوسط، نظیر ستاره‌ای به جرم  $5M_{\odot}$ ، دومین فاز ترکیب هسته‌ای بعد از اینکه ستاره هلیوم را در هسته‌اش سوزانده است، اتفاق می‌افتد. سپس تپش‌های حرارتی هلیوم را به کربن، کربن را به اکسیژن، ازت را به منیزیوم، و آهن را به ایزوتوپهای خاص عناصر سنگینتر یا نوترون غنی تبدیل می‌کند. منطقه هم رفتی اینها را به سطح می‌آورد، که این فرآیند دومین بیرون کشیدن نام دارد [شکل (۱۶-۴)].

این فرآیندها بر مابقی کیهان اثری ندارد به جز برای یک حقیقت قاطع: ستارگان غول قرمز دارای بادهای ستاره‌ای قوی می‌باشند. وزش مواد از سطوح این ستارگان سبب می‌شود مواد فرآیند یافته از اولین و دومین بیرون کشیدن به محیط بین ستاره‌ای فرستاده شود.



مفاهیم و معادلات کلیدی

معادلات ساختار ستاره‌ای

تولید انرژی (تعادل گرمایی)

$$\frac{dL}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \epsilon(r)$$

معادله حالت

$$p(r) = \frac{k\rho(r)T(r)}{\mu(r)m_H}$$

قانون کرامر

$$k = \text{ثابت} \times Z(1+X) \frac{\rho}{T^{3/5}}$$

عمرهای ستاره‌ای (ستارگان رشته اصلی)

$$\frac{t_*}{t_\odot} = \left(\frac{M_*}{M_\odot}\right)^{-2/3}$$

تعادل هیدرواستاتیکی

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{GM(r)\rho(r)}{r^2}$$

پیوستگی جرم

$$\frac{dM}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r)$$

انتقال انرژی (تابشی و هم رفتی)

$$\frac{dT}{dr} = \left[ \frac{-3k(r)\rho(r)}{64\pi\sigma r^2 T^3} \right] L(r)$$

$$= \left(1 - \frac{1}{\gamma}\right) \left[ \frac{T(r)}{\rho(r)} \right] \frac{dP}{dr}$$

مسائل

۱. تحقیق کنید که در خورشید در هر ثانیه  $6 \times 10^{11}$  کیلوگرم هیدروژن به هلیوم تبدیل می‌شود.

۲. (الف) اگر ستاره‌ای دارای مشخصات:  $M = 2 \times 10^{32} \text{ kg}$  و  $L = 4 \times 10^{32} W$  باشد و اگر ۱۰۰ درصد از هیدروژن تشکیل شده باشد و تمام آن را به He تبدیل نماید، چه مدت می‌تواند با این تابندگی بدرخشد؟

(ب) محاسبه مشابهی را برای ستاره‌ای به جرم  $10^{30}$  کیلوگرم و تابندگی  $4 \times 10^{25} W$  انجام دهید.

۳. تحول ستارگان زیر را از موقعی که یک ابر گازی و گرد و غباری هستند تا هنگام مرگشان به اختصار توصیف کنید:

$$M = 10 M_\odot \text{ (الف)}$$

$$M = 0.1 M_\odot \text{ (ب)}$$

بوضوح نشان دهید کدام مراحل تحول تا حد زیادی غیرقطعی هستند.

۴. با استفاده از شکلهای (۱۶-۸) و داده‌های جدول (۱۶-۱)، نمودارهای H-R را برای

خوشه‌های ستاره‌ای با عمرهای به ترتیب  $10^7$ ،  $10^8$  و  $10^9$  سال به طور تقریبی رسم نمایید

(اینها خطوط با زمان ثابت هستند). به وضوح محورها را علامت گذاری کنید. اهمیت نتایجتان را تشریح نمایید (نقاط جدا شدن).

۵. هر چند الگوهای تفصیلی ساختار ستاره‌ای نیازمند استفاده از کدهای رایانه‌ای پیچیده است، اما می‌توان با به کار بردن تقریبهای ویژه مقیاسهای ساده‌ای به دست آورد. برای یک متغیر  $x$  به منظور به دست آوردن یک نتیجهٔ خام می‌توانیم  $\Delta x / \Delta r$  را به جای  $dx / dr$  جایگزین کنیم. (این روش یک بیان تقریبی از روش عددی به نام تفاضلهای محدود است.)

(الف) با استفاده از معادلهٔ تعادل هیدرواستاتیکی (۱۶-۱) نشان دهید که فشار مرکزی متناسب است با  $P_c \propto M^2 / R^4$ . به جای  $dP/dr$ ،  $\Delta P / \Delta r$  را جایگزین کنید و این اختلاف را بین  $r = 0$  و  $r = R/2$  در نظر بگیرید، یعنی:  $\frac{\Delta P}{\Delta r} \approx [P(r=R/2) - P_c] / (R/2 - 0)$ . می‌توانید فرض کنید که  $P(r=R/2)$  در مقایسه با  $P_c$  قابل اغماض است. همچنین، چگالی متوسط ستاره  $\langle \rho \rangle$  را به جای  $\rho(r)$  به کار برید.

(ب) حال با استفاده از معادلهٔ انتقال تابشی و همان روش بند (الف)،  $dT/dr$  را تقریب بزیند و رابطهٔ تناسبی جرم - تابندگی نظری را طبق  $L \propto M^3$  به دست آورید. فرض کنید  $\kappa(r)$  ثابت و  $T(r) \propto T_c$  است.

(ج) با استفاده از همین روش یک رابطهٔ تقریبی بین دما و جرم یک ستارهٔ رشتهٔ اصلی به دست آورید. (هیچ متغیر دیگری نباید در تناسب ظاهر گردد.)

(د) جوابهایتان را در بندهای (ب) و (ج) ترکیب کرده و رابطه‌ای بین  $T$  و  $L$  به دست آورید. با استفاده از نمودارهای H-R [شکلهای (۷-۱۳) و (۹-۱۳)] و جدول ضمیمه (۴-۳) دمای یک ستاره به تابندگی  $L = 10 L_\odot$  را با دمای خورشید مقایسه کنید. چگونه این (نتیجه) را با رابطهٔ  $T-L$  نظریتان مقایسه می‌کنید (از نظر کمی)؟

فرض کنید که جرم مقدار هیدروژن موجود برای واکنش‌های هسته‌ای در هسته یک ستاره برابر  $M_\odot / 50 \approx M_c$  باشد. علاوه بر این، برای سهولت فرض کنید که تنها واکنش هسته‌ای انرژی‌زا، انرژی  ${}^4\text{He} + {}^3\text{H} \rightarrow {}^4\text{He}$  است (این حقیقت را که مقداری از انرژی به شکل پاد الکترونها و نوترینوهاست نادیده بگیرید). عبارتی برای مدت زمان عمر هیدروژن در یک ستاره برحسب سال به صورت تابعی از جرم برحسب واحدهای خورشیدی به دست آورید. (فرض کنید که در خلال فاز هیدروژن سوزی  $L$  تقریباً ثابت است و رابطهٔ جرم - تابندگی  $L \approx M^3$  را برحسب واحدهای خورشیدی به کار برید.)

۷. الف) فشار مرکزی را برای ستارگان به جرم  $0.5M_{\odot}$ ،  $1.0M_{\odot}$  و  $5.0M_{\odot}$  تخمین بزنید. این فشارها را با فشار مرکزی خورشید مقایسه کنید.

ب) دمای مرکزی را برای ستارگان به جرم  $0.5M_{\odot}$ ،  $1.0M_{\odot}$  و  $5.0M_{\odot}$  تخمین بزنید. این دماها را با دمای مرکزی خورشید مقایسه کنید.

۸. عمرهای رشته اصلی ستارگان به جرم  $0.5M_{\odot}$ ،  $1M_{\odot}$ ،  $5M_{\odot}$ ،  $10M_{\odot}$  و  $25M_{\odot}$  را حساب کنید.

۹. با فرض اینکه یک ستاره در خلال تمام فازهای تحولی اش مثل یک جسم سیاه تابش می‌کند، با استفاده از قانون استفان - بولتزمن شعاع ستاره‌ای (برحسب  $R_{\odot}$ ) به جرم  $1M_{\odot}$  در تمام مراحل اصلی شکل (۱۶-۴) را تعیین کنید. (راهنمایی: هر دو محور دما و تابندگی لگاریتمی هستند.)

۱۰. انرژی و زمان لازم برای فاز هلیوم سوزی را در یک ستاره  $1M_{\odot}$  تخمین بزنید:

الف) انرژی آزاد شده بازا و واکنش خالص  $^{12}\text{C} \rightarrow ^3\text{He}$  در فرآیند  $3\alpha$  را محاسبه کنید. (توجه کنید: وزن  $^4\text{He}$  برابر  $4/0.026$  و وزن  $^{12}\text{C}$  مساوی ۱۲ است.)

ب) چه کسری از جرم موجود ۳ هسته هلیوم به صورت انرژی در واکنش  $3\alpha$  آزاد می‌شود؟ این مقدار را با جرم موجود آزاد شده در واکنش پروتون - پروتون مقایسه کنید.

ج) فرض کنید که به طور تقریبی ۱۰٪ از جرم اولیه ستاره به شکل  $^4\text{He}$  در هسته ستاره و در خلال فاز سوختن هلیوم می‌باشد. انرژی کل موجود از فرآیند  $3\alpha$  را تخمین بزنید.

د) در خلال فاز سوختن هلیوم در هسته، مقداری هیدروژن سوزی نیز در پوسته اتفاق می‌افتد. بنابراین تابندگی ستاره تنها به علت هلیوم سوزی نیست. این موضوع را در ذهن داشته باشید، فرض کنید که تابندگی نمونه از هلیوم سوزی  $10^2 L_{\odot}$  می‌باشد. طول عمر فاز هسته هلیوم سوز را تخمین بزنید.

۱۱. یک الگوی ستاره‌ای را در نظر بگیرید که چگالی  $\rho(r)$  در هسته  $(r < r_0)$  به صورت  $\rho_0$ ، در ناحیه بین هسته و سطح  $(r_0 < r < R)$  به صورت  $\rho_0 \left(\frac{r_0}{r}\right)^2$  و در خارج از سطح  $(r > R)$  صفر می‌باشد.

الف) عبارتی برای  $M(r)$  بیابید.

ب) اگر جرم ستاره در  $R = R_{\odot}$  برابر  $1M_{\odot}$  و  $r_0 = 0.1R_{\odot}$  باشد، مقدار  $\rho_0$  چقدر است؟

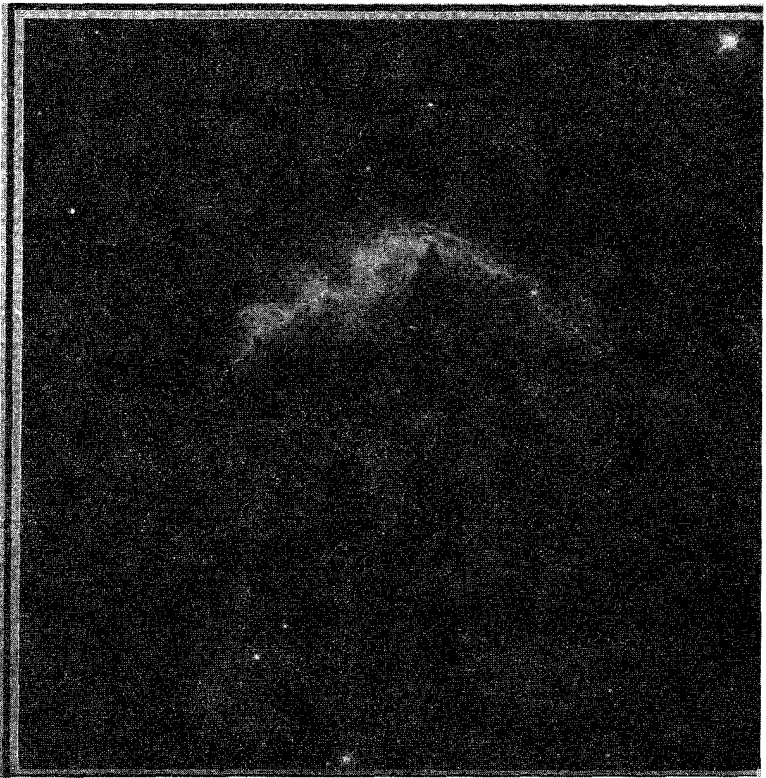
ج) عبارتی برای  $P(r)$  بیابید.

۱۲. جدول زیر الگویی برای تحول آتی خورشید ارائه می‌دهد:

شعاع ( $R_{\odot}$ )	تابندگی ( $L_{\odot}$ )	زمان ( $Gy$ )
۱/۰۴	۱/۰۸	۵/۵
۱/۰۸	۱/۱۹	۶/۶
۱/۱۴	۱/۳۲	۷/۷
۱/۲۲	۱/۵۰	۸/۸
۱/۳۶	۱/۷۶	۹/۸

برای هر زمان آینده، دمای موثر خورشید را بیابید. سپس مسیر تحولی آن را روی نمودار H-R ترسیم کنید.

## مرگ ستارگان



تا این جا شما را تا مرحله مرگ ستارگان پیش برده ایم و به فرآیندهای تحولی دور از رشته اصلی که به مرگ و مرحله نهایی ستارگان، یعنی لاشه ستارگان مرده، منجر می شود، اشاره کرده ایم. در این فصل به بررسی جزئیات مرگ ستارگان و نیز به لاشه های عجیبی که ممکن است از آنها به جای بماند می پردازیم: کوتوله های قهوه ای، کوتوله های سفید، ستاره های نوترونی، و سیاه چاله ها. این مراحل نهایی برای همیشه باقی می ماند؛ و وقایعی که می توانند اتفاق بیفتند تا آنها را تغییر دهند، بسیار اندک است.

نوع لاشه توسط جرم در زمان مرگ تعیین می شود، که به علت از دست دادن جرم به صورت

یک غول قرمز، یا ابرنواختر، یا در شکل‌گیری یک سحابی سیاره‌نما تعیین می‌شود. لاشه‌ها کوتوله سفید ( $1/4M_{\odot}$  < جرم)، ستاره نوترونی (جرم بین  $1/4M_{\odot}$  و  $3M_{\odot}$ )، و سیاهچاله (جرم  $3M_{\odot}$  < می‌باشند. جرم‌ها مادامی که روی رشته اصلی هستند، سبکتر می‌باشند. کوتوله‌های قهوه‌ای، که دارای جرم‌های  $> 0.08M_{\odot}$  هستند، هرگز ستاره‌های رشته اصلی نمی‌شوند. به عبارتی، آنها هرگز ستاره نمی‌شوند. (بخش‌های پ ۵-۳، پ ۵-۱۲، و پ ۵-۱۴ در پیشگفتار فیزیک را ملاحظه کنید.)

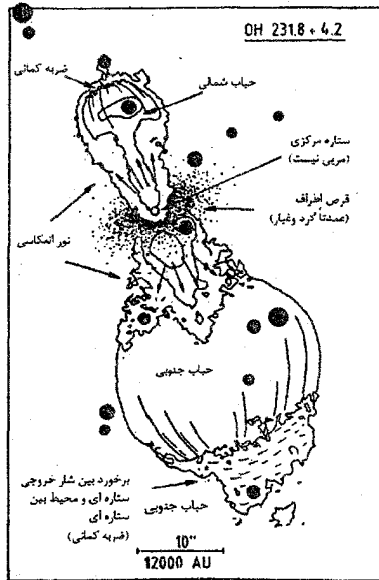
## ۱۷-۱ کوتوله‌های سفید و کوتوله‌های قهوه‌ای

دقیقاً بسته به جرم ستاره، کوتوله‌های سفید از تحول ستارگان غول قرمز نتیجه می‌شوند. در مورد ستاره‌ای مانند خورشید خودمان [بخش ۱۶-۳ (ب)]، انقباض هسته کربنی نمی‌تواند دماهای بالایی را که برای سوختن کربن لازم است، تولید نماید. با وجود این، هسته منقبض می‌شود و به حالتی در می‌آید که تراکم آن زیاد است، و دمای رو به افزایش، آهنگ سوختن هلیوم در پوسته را بیشتر خواهد کرد. ستاره آن قدر می‌تپد تا لایه‌های خارجی خود را به بیرون پرتاب کند. پوش به صورت یک پوسته نازک از هسته جدا شده و منبسط و سرد می‌شود؛ در این فرآیند یک سحابی سیاره‌نما خلق می‌شود [بخش ۱۶-۳ (ب)]. هسته، پوش خود را از دست داده، اکنون به عنوانکی ستاره بسیار فشرده داغ نمایان می‌شود - یک کوتوله سفید.

تلسکوپهای رادیویی و فروسرخی مواردی از ستارگان با جرم متوسط را که توسط بادهای ستاره‌ای قوی در حال از دست دادن جرم می‌باشند تا از غول قرمز به کوتوله سفید تحول یابند، نشان داده‌اند. بادهای سرد از ستارگان سردگرد و غباری می‌باشند، و بنابراین ستاره را از دید نوری پنهان می‌کنند. مشاهدات [شکل (۱۷-۱)] نشان می‌دهند که چنین شارشهای به طرف بیرون حداقل در بعضی حالات تمایل به دوقطبی شدن دارند که مواد شارشی به طرف خارج در امتداد یک محور و در دو جهت می‌باشند. ستاره توسط یک قرص گرد و غباری پنهان می‌شود، که قرص به جهت گرفتن شارشهای خروجی کمک می‌کند تا شارشها با تندی‌های حدود  $200 \text{ km/s}$  حرکت کنند - آنقدر تند تا در محیط بین ستاره‌ای امواج ضربه‌ای شکل بگیرد. این فاز بسیار کوتاه سپس منجر به شکل‌گیری سحابی سیاره‌نما می‌شود. هسته که پوش خارجی خود را از دست داده است، اکنون به صورت یک ستاره خیلی داغ و چگال که همان کوتوله سفید است، آشکار می‌گردد.



الف



(ب)

شکل ۱۷-۱. یک باد ستاره‌ای قوی از یک غول قرمز تحول یافته (یک ستاره AGB) سرچشمه می‌گیرد. تصویر در طرف چپ با  $H_{\alpha}$  گرفته شده است تا گاز را تحریک شده توسط شارش خروجی را نشان دهد. نمودار در طرف راست یک تصویر طرح واره از اندرکنش شارش خروجی با مواد اطراف می‌باشد. (بی. ریپورث<sup>۱</sup>، ESO).

گواه مشاهده‌ای نشان می‌دهد که ستارگان رشته اصلی با جرم  $M \leq 7M_{\odot}$  با تبدیل شدن به کوتوله‌های سفید حیات خود را پایان می‌دهند. اساساً، ستارگان با جرم کم و متوسط هنگامی که روی AGB هستند یک کوتوله با رشد هسته تبهگن ساخته می‌شود. سپس بایستی کاهش جرم زیاد صورت گیرد تا هسته فشرده را بعد از فاز جرقه‌های گرمایی هلیوم نمایان سازد.

نوع کوتوله سفید باقی مانده به جرم ستاره قبلی بستگی دارد. ستارگان به جرم  $0.5M_{\odot}$  یا کمتر هلیوم را مشتعل نخواهند کرد و بنابراین کوتوله‌های سفید هلیومی را شکل می‌دهند؛ آنهایی که در بازه جرمی  $0.5-5M_{\odot}$  قرار دارند کربن را مشتعل نخواهند کرد و بنابراین ستارگان کربن-اکسیژنی بجای خواهند گذاشت؛ آن دسته که در بازه جرمی  $5-7M_{\odot}$  واقعند کربن را خواهند سوزانید و کوتوله‌های اکسیژن - نئون - منیزیومی می‌سازند.

### (الف) خصوصیات فیزیکی

از آنجا که کوتوله‌های سفید خیلی چگال هستند، مواد ستاره‌ای، دیگر به صورت یک گاز معمولی رفتار نمی‌کنند. این ماده چنان به سختی فشرده می‌شود که الکترونها نمی‌توانند به صورت کاملاً اتفاقی حرکت کنند. از این رو، حرکت آنها به خاطر نزدیکی الکترونها دیگر محدودیتهایی پیدا می‌کنند. تعدادی از الکترونها ممکن است هنوز با سرعت‌های خیلی بالا در حال حرکت باشند، اما، نمی‌توانند سرعت‌های خود را توسط برخورد، به گونه‌ای که در یک گاز معمولی صورت می‌گیرد، تغییر دهند؛ الکترونها فقط با جابه جایی مدارهایشان با الکترونها دیگر می‌توانند سرعت خود را تغییر دهند. قوانین مکانیک کوانتومی هنوز پابرجا هستند و اصل طرد پاولی معتبر باقی می‌ماند: تنها دو الکترون با اسپین مخالف می‌توانند دارای یک انرژی در یک حجم معین و در یک زمان باشند. به دلیل فشردگی تنگاتنگ، فضای کمتری در دسترس است و تعداد سرعت‌ها یا انرژی‌های ممکن که برای یک الکترون مجاز هستند کمتر می‌شود. چنین ماده‌ای گاز الکترونی تبهگن نامیده می‌شود. در چنین گاز تبهگنی، الکترونها در حالی که هسته‌ها را در برگرفته‌اند، کم و بیش به صورت یکنواخت در سراسر محیط توزیع شده‌اند. خود هسته‌ها نیز در فواصل مرتبی از یکدیگر قرار گرفته‌اند و با افزایش فشار، آنها نیز به طور محکم‌تری به هم فشرده می‌شوند تا جایی که نسبت به همدیگر چنان ثابت می‌شوند که به یک شبکه بلوری شباهت پیدا می‌کنند. تحت چنین شرایطی ماده بیشتر به جامد شبیه است تا گاز.

دلیل چنین چگالی‌های بالایی در این حقیقت نهفته است که تمام انرژی هسته‌ای قابل دسترس صرف شده است و ستاره آن قدر به انقباض تحت اثر نیروی گرانش ادامه می‌دهد تا این



عمل توسط فشار گاز الکترونی تبهگن متوقف شود. تنها ستارگانی با جرم کمتر از  $1/4 M_{\odot}$  (که این را حد چاندراسکار<sup>۱</sup> می نامند) می توانند کوتوله های سفید پایدار باشند. این به دلیل محدودیتی است که توسط ساختار ستاره ای تحمیل می شود که ساختار ستاره ای نیز خود هم به تعادل هیدرواستاتیکی و هم به طبیعت گاز الکترونی تبهگن بستگی دارد. تمامی خصوصیات عجیب کوتوله های سفید به این حقیقت که آنها از ماده تبهگن ساخته شده اند، بر می گردد. نکته مهمی که باید به خاطر سپرد این است که هر چه جرم یک کوتوله سفید بیشتر باشد، اندازه آن کوچکتر خواهد بود. از این جهت با ستاره های رشته اصلی متفاوتند. چرا که در مورد ستاره های رشته اصلی هر چه جرم ستاره بیشتر باشد، ستاره بزرگتر است. (آیا می توانید دلیلی برای این مطلب بیاورید؟) حال رابطه بین جرم و شعاع را برای کوتوله های سفید مورد بررسی قرار می دهیم.

رابطه دقیق بین فشار و چگالی در مورد ماده غیر نسبیتی و کاملاً تبهگن عبارت است از

$$P = K\rho^{5/3} \quad (1-17)$$

که در آن  $K$  یک ثابت است. (برای گاز نسبیتی،  $P \propto \rho^{4/3}$ ). این معادله حالت چنین ماده ای است. به تفاوت های این معادله با معادله حالت یک گاز کامل توجه کنید،

$$P = nkT \quad \text{یا} \quad P \propto \rho T$$

اکنون، از تعادل هیدرواستاتیکی داریم

$$P \propto M^2/R^4$$

این نتیجه در مورد هر ستاره ای کاربرد دارد. پس با استفاده از معادله حالت بالا در معادله چگالی زیر

$$\rho \propto M/R^3$$

به دست می آوریم،

$$P \propto \rho^{5/3} \propto M^{5/3}/R^5$$

حال از رابطه

$$P \propto M^2/R^4$$

استفاده می کنیم تا به دست آوریم

$$M^2/R^4 \propto M^{5/3}/R^5$$

بنابراین

$$R \propto 1/M^{1/3}$$

اگر از معادله حالت برای یک گاز تبهگن غیرنسبیتی استفاده کنیم، نتیجه می شود

$$R = \frac{4\pi K}{G(4/3\pi)^{5/3} M^{1/3}} \quad (2-17)$$

بنابراین، هر چه  $M$  بزرگتر شود،  $R$  کوچکتر خواهد شد. این نتیجه، بر این عقیده اشاره دارد که کوتوله‌های سفید ممکن است دارای یک حد بیشینه برای جرمشان باشند. (و آنها در واقع نیز دارای این حد هستند که همان حد چاندراسکار است.)

عموماً، جرم اکثر کوتوله‌های سفید توسط روشهای غیرمستقیم نورسنجی یا طیف سنجی تعیین شده‌اند. (تعداد کمی از آنها اعضاء سیستم‌های دوتایی هستند.) برای ستارگانی که فواصل آنها معلوم است (مثلاً توسط اختلاف منظر)، می توانیم از اندازه‌گیری دمای موثر شعاع را بیابیم و سپس جرم را از رابطه مفروض بین شعاع و جرم (نظیر معادله ۱۷-۲) بدست آوریم. هنگامی که فواصل معلوم نباشند، هنوز می توانیم از مشاهدات طیف سنجی با اضافه الگوهای جو ستاره‌ای شتاب گرانش سطحی  $g$  را بدست آوریم که مجدداً با کاربرد رابطه جرم - شعاع، جرم را تعیین می کنیم. روی هم رفته، جرم متوسط اندازه‌گیری شده کوتوله‌های سفید  $0.7M_{\odot}$  می باشد. توجه کنید که کوتوله‌های سفید توسط تابش انرژی گرمایی خود می درخشند. هسته هم دمای تبهگن همان طور که حرارت باقی مانده‌اش به درون پوش نازک غیرتبهگن فرار می کند (جو ستاره)، سرد می شود. انرژی گرانشی آزاد شده در اثر فشردگی در تابندگی مشارکتی ندارد؛ در عوض، آن به سهولت الکترونیهای تبهگن را مجبور می کند تا به ترازهای انرژی بالاتر بروند. روی هم رفته، رابطه بین عمر یک کوتوله سفید که توسط زمان سردشوندگی آن تعریف می شود، و تابندگی اش بدین صورت می باشد

$$t_{cool} \propto L^{-5/7}$$

بنابراین، همان طور که عمر کوتوله سفید سپری می شود، با آهنگ آهسته‌تری سرد می شود تا اینکه به یک کوتوله سیاه تبدیل شود که دیگر نخواهد درخشید.

## کاربرد مفهومی

### زمان سردشوندگی

می توانیم تخمینی تقریبی از زمان سردشوندگی به صورت زیر بزنیم. کل انرژی حرارتی  $N(\frac{3}{2}KT)$  می باشد، که  $N$  تعداد کل ذرات در ستاره است. فرض کنید که ستاره‌ای به جرم

①  $AM$  از کربن با دمای متوسط داخلی  $10^7 K$  ساخته شده باشد. آنگاه انرژی حرارتی کل آن حدود  $10^{40}$  ژول می‌شود، و با تابندگی ثابت  $10^{-23} L$  ستاره دارای عمر حرارتی زیر خواهد بود

$$t_{cool} = \frac{E_{thermal}}{L}$$

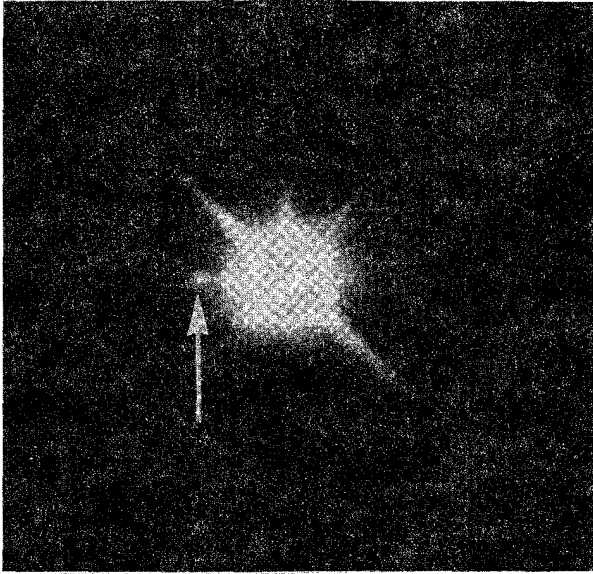
$$\approx \frac{10^{40} J}{(10^{-23})(3/8 \times 10^{26} J/S)} \approx 10^9 \text{ سال}$$

بنابراین چند بلیون سال طول می‌کشد تا یک کوتوله سفید به یک کوتوله سیاه تبدیل شود.

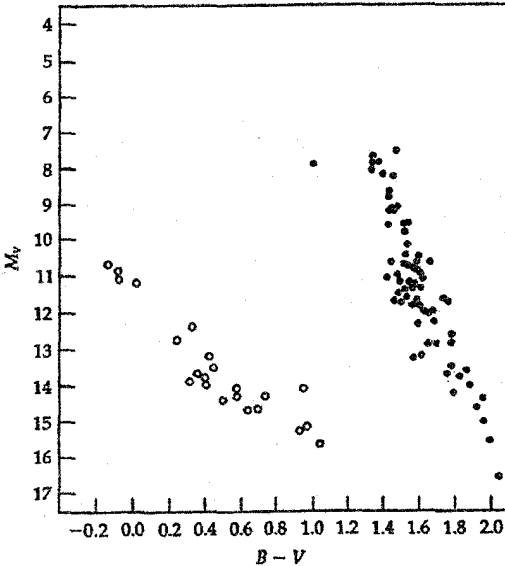
### (ب) مشاهدات

در سال ۱۸۶۲ م. یک دوربین‌ساز آمریکایی به نام آلوان کلارک<sup>۱</sup>، شعرای یمانی  $B$  را که یک همدم کم‌نور شعرای یمانی  $A$  است، مشاهده کرد [شکل (۱۷-۲)]. بعدها دریافتند که این ستاره یک کوتوله سفید است. از آنجا که شعرای یمانی  $B$  جزیی از یک سیستم دوتایی است، جرم آن را می‌توان به کمک قانون سوم کپلر محاسبه کرد [بخش (۱۲-۲)]. این محاسبه مقدار تقریبی  $0.03M \pm 0.01M$  را برای جرم شعرای یمانی  $B$  نتیجه می‌دهد. این ستاره دارای تابندگی کمی در حدود  $3 \times 10^{-23} L$  و دمای سطحی بالایی، حدود  $29500 K$  است، و بنابراین به کمک رابطه  $L = 4\pi R^2 \sigma T^4$  شعاع آن در حدود  $7 \times 10^{-3} R_{\odot}$  است. شعرای یمانی  $B$  دارای چگالی متوسطی حدود ۳ بلیون کیلوگرم بر متر مکعب است. برحسب اتفاق، روشنترین ستاره در سگ کوچک (که صورت فلکی سگ کوچک در نزدیکی سگ بزرگ است)، شعرای شامی نیز همدمی دارد که یک کوتوله سفید است. وجود این همدم، در سال ۱۸۶۲ م. با در نظر گرفتن حرکت شعرای شامی پیش‌بینی و در سال ۱۸۸۲ م. مشاهده گردید. این ستاره که شعرای شامی  $B$  نامیده شد، دارای جرمی حدود  $0.068M$  می‌باشد. ستاره ۴۰ نهر  $B$  نیز در یک دوتایی است و دارای جرم  $0.02M \pm 0.01M$  می‌باشد. بنظر می‌رسد که اجرام کوتوله‌های سفید در دوتایی‌ها اساساً مانند اجرام ستارگان کوتوله سفید منفرد می‌باشند.

در حقیقت، برای ستارگان ضعیف نزدیک خورشید نتیجه می‌شود که کسر عمده‌ای از آنها کوتوله‌های تبهگن می‌باشند. به علت اینکه این ستارگان نزدیک هستند، حرکات ویژه بزرگی دارند و در بررسی‌ها خود را نشان می‌دهند. چون کوتوله‌های سفید بسیار داغ می‌باشند، آنها از نظر رنگ بسیار آبی‌تر از ستارگان کوتوله قرمز هستند، و در نتیجه به سهولت از آنها تشخیص داده می‌شوند [شکل (۱۷-۳)].



شکل ۱۷-۲. یک کوتوله سفید. علامت پیکان در روی شکل، شعرای  
یمانی  $B$ ، همدم شعرای یمانی  $A$  را نشان می دهد. (رصدخانه لیک<sup>۱</sup>)



شکل ۱۷-۳. قدر مرئی مطلق و  $B-V$  نمودار رنگ برای ستارگان در فاصله  
۱۰۰ pc از خصوصیت مربوط به بررسی توسط رصدخانه نیروی دریایی ایالات  
متحده. <sup>۲</sup> ستارگان کوتوله قرمز (نقاط پر) در نواری در طرف راست قرار دارند؛  
کوتوله های تبهگن (دایره های خالی) در نوار طرف چپ واقعند.

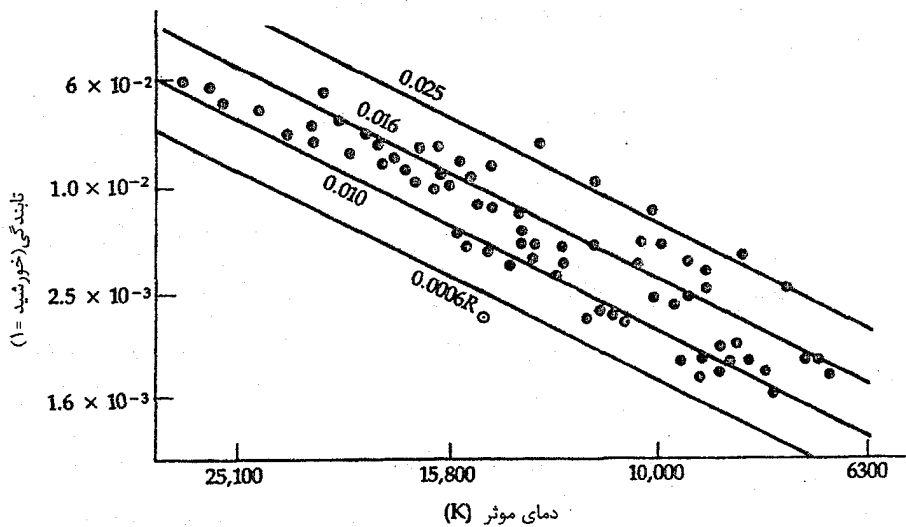
کو توله‌های سفید تمایل دارند در یکی از دو طبقه‌بندی زیر قرار گیرند: آنهایی که طیفشان خطوط قوی هیدروژن، و آنهایی که طیفشان خطوط قوی هلیوم را نشان می‌دهند. کو توله‌های سفید با خطوط قوی هیدروژن در دسته  $DA$  قرار می‌گیرند -  $D$  برای کو توله و  $A$  برای نشان دادن این که خطوط طیفی این کو توله‌های سفید مشابه ستارگان گروه  $A$  است (قویترین خطوط بالمر هیدروژن). آنهایی که خطوط هلیوم را نشان می‌دهند مشابه ستارگان گروه  $B$  می‌باشند، و بنابراین نمونه طیفی  $DB$  نام‌گذاری شده‌اند. ستارگان سردتر رده‌های طیفی دیگر را نمایش می‌دهند، و بعضی از کو توله‌های سفید ابتدا هیچ خطی را در طیفشان نشان نمی‌دهند؛ آنها را گروه  $DC$  می‌نامند، که  $C$  به عنوان پیوستگی بکار می‌رود. خطوط طیفی تنها راجع به جو ستاره به ما اطلاعات می‌دهند. آن دسته از ستارگان با خطوط هیدروژن قوی ممکن است جو هیدروژنی رقیقی داشته باشند، اما درون آن هنوز یک هسته تحول یافته کربنی، هلیومی، یا محصولات دیگر فرآیندهای هسته‌ای موجود است.

یک نمودار H-R برای کو توله‌های سفید  $DA$  که برایشان داده‌های مشاهده‌ای قابل اطمینان وجود دارد [شکل (۱۷-۴)] نشان می‌دهد که (۱) کو توله‌های سفید دسته  $DA$  در گستره دمای  $6000\text{K}$  تا  $31000\text{K}$  قرار می‌گیرند و (۲) بر روی خطوطی موازی خطوط شعاع ثابت که در نمودار H-R رسم شده‌اند واقع می‌شوند. (به خاطر بیاورید که  $L = 4\pi R^2 \sigma T^4$ . پس اگر  $R$  ثابت نگه داشته شود، در جایی که  $T$  زیاد باشد،  $L$  نیز زیاد خواهد بود و در جایی که  $T$  کم باشد  $L$  هم کم می‌شود.) شعاع متوسط این ستارگان  $0.13R_{\odot}$  است. مقادیر نمونه به دست آمده برای خصوصیات فیزیکی کو توله‌های سفید عبارتند از جرم  $0.7M_{\odot}$ ، شعاع  $0.1R_{\odot}$ ، و چگالی  $10^9 \text{kg/m}^3$ .

### (ج) کو توله‌های سفید و نسبیت

کو توله‌های سفید موجب فراهم آمدن زمینه‌ای برای آزمون نظریه نسبیت عام می‌گردند، زیرا گرانشهای سطحی آنها آن قدر قوی است که می‌تواند در طیف آنها یک قرمزگرایی گرانشی قابل آشکارسازی را به وجود آورد. قرمزگرایی گرانشی هنگامی رخ می‌دهد که نور از یک میدان گرانشی قویتر به طرف یک میدان گرانشی ضعیفتر حرکت کند. نور در ضمن انجام این عمل می‌بایست کار انجام دهد، زیرا یک فوتون دارای جرم معادل  $(m = \frac{E}{c^2})$  است و یک میدان گرانشی می‌تواند بر آن تاثیر داشته باشد. در چنین وضعیتی یک ذره معمولی انرژی جنبشی از دست می‌دهد (به دلیل آنکه انرژی پتانسیل گرانشی به دست می‌آورد) و کند می‌شود. اما،

فوتون‌ها نمی‌توانند سرعت خود را از دست بدهند و همواره با تندی نور در حرکت‌اند. از دست دادن انرژی یک فوتون، به جای کند شدن، از طریق کاهشی در بسامد (یا بالا رفتن طول موج) صورت می‌گیرد، و این عمل همان قرمزگرایی است، زیرا  $E = h\nu$ .



شکل ۱۷-۴. نمودار H-R برای کوتوله‌های سفید DA که دما و تابندگی‌شان به خوبی شناخته شده است. خطوط دلالت بر ستارگان با شعاع ثابت دارند. (انتخاب شده از نموداری توسط وی. ویدمان<sup>۱</sup>)

قرمزگرایی گرانشی تولید شده توسط یک ستاره، به نسبت  $\frac{\text{جرم}}{\text{شعاع}}$  آن بستگی دارد. هر چه این نسبت بزرگتر باشد، قرمزگرایی گرانشی نیز بیشتر خواهد بود. برای محاسبه این قرمزگرایی، فوتونی را در نظر بگیرید که از یک جرم خارج شده و به سمت بی‌نهایت حرکت می‌کند. انرژی کل آن عبارت است از:

$$TE = PE + KE = \text{ثابت}$$

اما، در ابتدا  $PE < 0$  و هنگامی که فوتون در بی‌نهایت است  $PE = 0$ ، بنابراین

$$KE_f = KE_i + PE_i < KE_i$$

حال اگر از گرانش نیوتونی استفاده کنیم، می‌توانیم تصور کنیم که فوتون انرژی جنبشی از دست داده و بنابراین بسامدش تغییر می‌کند (زیرا تندی آن نمی‌تواند تغییر کند)

$$\Delta KE = \Delta(h\nu) = -G \frac{mM}{R}$$

برای یک فوتون داریم:

$$m = E_i/c^2 = hv_i/c^2$$

به طوری که

$$h\Delta v = -G(hv_i/c^2)M/R$$

و

$$\frac{\Delta v}{v_i} = -GM/c^2 R$$

یا

$$\frac{\Delta \lambda}{\lambda_i} = \frac{GM}{c^2 R} \quad (17-3 \text{ ب})$$

که  $\Delta \lambda = \lambda_f - \lambda_i$ . این روابط به خوبی برای کوتوله‌های سفید کار می‌کنند، زیرا میدانهای گرانشی آنها نسبتاً قوی هستند،  $\frac{GM}{Rc^2} < 1$ . برای میدانهای گرانشی قوی، بایستی از نظریه نسبیت عام عوض نظریه نیوتونی استفاده کنیم. این کاربرد نتیجه می‌دهد

$$\frac{\lambda_f}{\lambda_i} = \left[ 1 - 2 \frac{GM}{Rc^2} \right]^{-1/2} \quad (17-4)$$

که در آن  $G$  ثابت گرانشی نیوتونی،  $M$  جرم جسم،  $R$  شعاع آن، و  $c$  تندی نور است.

مشاهده این پدیده با استفاده از حرکت ستاره نسبت به زمین کار پیچیده‌ای است، زیرا هر گونه سرعت شعاعی تولید یک انتقال دوپلری خواهد کرد (در صورتی که ستاره در حال دور شدن باشد انتقال دوپلری به سمت قرمز خواهد بود). از این رو، هر دو انتقال (دوپلری و گرانشی) را با هم مشاهده خواهیم کرد. این دو را تنها در صورتی می‌توان از هم تمیز داد که سرعت ستاره در فضا را بتوان اندازه‌گیری کرد که این عمل نیز برای سیستمهای دوتایی امکان‌پذیر است، زیرا سرعت‌های آنها در فضا را می‌توان از طیف ستاره اولیه بدست آورد. با دانستن سرعت، قرمزگرایی دوپلری را از قرمزگرایی کل کم می‌کنیم تا قرمزگرایی گرانشی به دست آید. برای یک نمونه کوتوله سفید با جرم  $M = 0.6M_{\odot}$  و شعاع  $R = 0.1R_{\odot}$ ، قرمزگرایی گرانشی تقریباً برابر است با  $10^{-4}$ . قرمزگرایی اندازه‌گیری شده برای شعاعی یمانی  $B$  برابر  $3 \times 10^{-4}$  است. مقدار پیش‌بینی شده نظری برابر  $2/8 \times 10^{-4}$  می‌باشد. مشاهده قرمزگرایی، در محدوده خطای آزمایش، نسبت عام را تایید می‌کند.

توجه کنید که می‌توانیم این روش را برگردانیم و جرم کوتوله سفید را از انتقال به قرمز گرانشی آن بدست آوریم. مقادیر اندازه‌گیری شده برای انتقال به قرمز در بازه ۲۰ تا ۹۰ کیلومتر بر ثانیه قرار دارد. نتایج برای نمونه‌ای از ۱۴ ستاره  $DA$  به جرم متوسط  $0.05M_{\odot} \pm 0.066$  منجر شده است.

## (د) کوتوله‌های سفید مغناطیسی

بعضی از کوتوله‌های سفید در سطحشان میدانهای مغناطیسی شدیدی دارند - از  $10^2 T$  تا  $10^4 T$ . (به خاطر بیاورید که میدان مغناطیسی سراسری خورشید حدود  $10^{-4} T$  است.) این میدانهای قوی احتمالاً اثرات دوران قبل از تبدیل ستاره به کوتوله سفید هستند. مفهوم فیزیکی اساسی‌ای که این عقیده را تایید می‌کند پایستگی شار مغناطیسی نامیده می‌شود. ستاره‌ای با یک میدان مغناطیسی را در نظر بگیرید. شار مغناطیسی اساساً عبارت است از تعداد خطوط میدان (شدت میدان) ضربدر مساحت سطحی که این خطوط از میان آن می‌گذرند. تصور کنید ستاره را فشرده کنیم تا اندازه آن کوچک گردد. تعداد خطوط میدان ثابت باقی می‌ماند، ولی مساحت سطح کم می‌شود و لذا خطوط میدان به یکدیگر نزدیک می‌شوند. پس شدت میدان مغناطیسی زیاد می‌شود، زیرا فاصله خطوط میدان از هم، نشانگر شدت میدان است.

از آنجا که مساحت سطح یک ستاره به مجذور شعاع آن بستگی دارد، شدت میدان مغناطیسی آن (اگر شار پایسته باشد) می‌بایست با عکس مجذور شعاع آن بستگی داشته باشد. به عنوان مثال: از ستاره‌ای مانند خورشید با میدان مغناطیسی  $10^{-4} T$  و شعاع  $7 \times 10^5 km$  شروع می‌کنیم. تصور کنید خورشید به داخل خود فرو بریزد و به اندازه یک کوتوله سفید به شعاع  $7 \times 10^3 km$  درآید. پایستگی شار مغناطیسی چه شدت میدانی برای این کوتوله سفید پیش‌بینی می‌کند؟ داریم:

$$B_{wd}/B_{\odot} = (R_{\odot}/R_{wd})^2$$

که در آن  $B_{wd}$  شدت میدان کوتوله سفید،  $B_{\odot}$  شدت میدان خورشید،  $R_{wd}$  شعاع کوتوله سفید و  $R_{\odot}$  شعاع خورشید است. سپس:

$$B_{wd} = B_{\odot} (R_{\odot}/R_{wd})^2 = (10^{-4}) [(7 \times 10^5)/(7 \times 10^3)]^2 = 1 T$$

اگر چه این مقدار از قویترین میدانهای مشاهده شده کمتر است، اما اگر ستاره میدان مغناطیسی نظیر خورشید می‌داشت. این نتیجه نشان می‌دهد که می‌توان ایده فروریختن ساده را باور کرد.

مشاهدات قطبیدگی میدانهای مغناطیسی کوتوله سفید که برای اولین بار توسط جیمز کمپ<sup>۱</sup> انجام شد، میدانهایی به شدت  $10^4 T$  بدست داد! چنین ستارگانی نادر می‌باشند: تنها چند درصد از ستارگان منفرد و حدود ۱۰٪ از سیستمهای دوتایی.



## (ه) کوتوله‌های قهوه‌ای

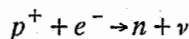
دسته دیگری از ستارگان تولید کننده انرژی غیرهسته‌ای وجود دارند که باید بین آنها با کوتوله‌های سیاه، کوتوله‌های سفید و حتی کوتوله‌های قرمز تمایز قائل شد؛ این ستارگان کوتوله‌های قهوه‌ای هستند. این اشیاء، در واقع مرگ ستاره‌ای از خود نشان نمی‌دهند و بیشتر به سیارات غول‌آسا شبیه هستند تا به ستارگان. آنها حاصل فروریزش گرانشی و انقباض سحابی‌های پیش ستاره‌ای هستند، ولی جرم آنها برای شروع واکنش‌های هسته‌ای در هسته‌شان کافی نیست. به طور دلخواه، شیئی که جرم آن کمتر از  $0.08 M_{\odot}$  باشد را سیاره و شیئی که جرمش در گستره  $0.08 M_{\odot}$  تا  $0.002 M_{\odot}$  قرار گیرد را کوتوله قهوه‌ای می‌نامند. اشیایی با جرم بیش از  $0.08 M_{\odot}$  می‌توانند در مرکز خود دمای کافی برای جوش هسته‌ای تولید کنند. لذا، تنها منبع انرژی یک کوتوله قهوه‌ای انقباض گرانشی می‌باشد. کوتوله‌های قهوه‌ای دمای پایینی دارند و درخشندگی آنها بسیار کم است و از این رو، مشاهده آنها مشکل است.

الگوهای نظری نشان می‌دهند که مرز بین ستارگان و کوتوله‌های قهوه‌ای برای یک ترکیب شیمیایی جمعیت I در حدود  $0.07 M_{\odot}$  تا  $0.08 M_{\odot}$  می‌باشد. هر دو نوع اجرام پیش رشته اصلی به فاز کوتاه سوختن دوتریوم که  $10^5$  تا  $10^6$  سال طول می‌کشد و انرژی خروجی عمدتاً ناشی از جوش می‌باشد تا انقباض گرانشی، وارد می‌شوند. بعد از  $10^{10}$  سال از تحول، ستاره‌ای به جرم  $0.08 M_{\odot}$  به هیدروژن سوزی پایدار در هسته‌اش می‌رسد که دارای توان حدود  $4 \times 10^{-5} L_{\odot}$  می‌باشد. ستارگان با جرم کمتر هرگز به هیدروژن سوزی رشته اصلی پایدار نمی‌رسند.

جستجو برای کوتوله‌های قهوه‌ای خسته کننده بوده است، تا اینکه HST مشاهدات زمینی مربوط به همدم دوتایی کوتوله قرمز گلینز<sup>۱</sup> ۲۲۹ را تایید کرد. کوتوله قهوه‌ای را گلینز ۲۲۹B می‌نامند که ۲۰ تا ۵۰ برابر مشتری جرم دارد اما ابعادهایش برابر مشتری است و مدارش در فاصله  $40 AU$  می‌باشد. کوتوله‌های قهوه‌ای را به سختی می‌توان پیدا کرد زیرا آنها به ندرت به تنهایی پیدا می‌شوند و در ضمن در یک سیستم دوتایی توسط ستارگان اولیه‌شان تحت الشعاع قرار می‌گیرند.

## ۱۷-۲ ستاره‌های نوترونی

در مورد لاشه‌های ستاره‌های در حال انقباض با جرم بیش از  $1/4 M_{\odot}$ ، فشار گاز الکترونی تبهگن نمی‌تواند بر جاذبه گرانشی غلبه کند. ماده در هم شکسته می‌شود و به چنان چگالی‌های بالایی می‌رسد که تلاشی بتای معکوس به وقوع می‌پیوندد:



توضیح این مطلب به این ترتیب است که: پروتونها و الکترونها به هم فشرده می‌شوند تا نوترون به وجود آید؛ یک گاز نوترونی شکل می‌گیرد. در چگالی‌ای در حدود  $10^{17} \text{kg/m}^3$  قوانین کوانتوم در مورد نوترونها کاربرد پیدا می‌کنند و نوترونها به صورت یک گاز تبهگن در می‌آیند. مشابه رفتاری که الکترونها در یک گاز الکترونی تبهگن از خود نشان می‌دهند، یک گاز نوترونی تبهگن تولید فشار داخلی کرده و باعث تشکیل یک موجود پایدار می‌شود که همان ستاره نوترونی است. چون معادله حالت یک گاز نوترونی تبهگن تقریباً همان معادله حالت یک گاز الکترونی تبهگن است، از این رو، ستاره‌های نوترونی با جرم بیشتر، شعاعهای کمتری خواهند داشت - و دارای حدی برای جرم خواهند بود (که گمان می‌رود این حد تقریباً ۵ برابر جرم خورشید باشد).

### (الف) خصوصیات فیزیکی

ستاره‌های نوترونی، بسته به جرمشان، قطرهایی در حدود چند ۱۰ کیلومتر دارند. قسمت عمده داخل آن شامل گاز نوترون با چنان چگالی بالایی است که به صورت مایع می‌باشد. چند کیلومتر خارجی آن شامل مخلوطی از یک نوع ابر مایع نوترونی و هسته‌های غنی از نوترون که در یک شبکه بلور جامد مرتب شده‌اند، می‌باشد. این ساختار همان ساختار یک جامد بلوری است که شبیه ساختار داخلی یک کوتوله سفید است. خارجی‌ترین قسمت ستاره نوترونی که در حدود چند متر است و در این ناحیه، چگالی، به سرعت کم می‌شود، شامل جوی مرکب از اتمها، الکترونها و پروتونهاست. بیشتر اتمهای موجود در این قسمت اتمهای آهن هستند.

یک ستاره نوترونی، دارای گرانش سطحی فوق‌العاده زیادی است. به عنوان مثال، گرانش در سطح یک ستاره نوترونی با جرمی به اندازه جرم خورشید و شعاع  $12 \text{km}$ ، به اندازه  $10^{11}$  بار بیشتر از گرانش در سطح زمین است. این میدان گرانشی شدید منجر به یک سرعت فرار خیلی بالا به اندازه  $0.8c$  می‌شود. همچنین، سرعت اشیایی که از فاصله زیاد بر روی یک ستاره

نوترونی سقوط می‌کنند، به هنگام برخورد با ستاره، حداقل معادل سرعت فرار است. این بدان معنی است که حتی یک جرم کوچک، مقدار بسیار زیادی انرژی جنبشی با خود حمل می‌کند. قوزگرایی گرانشی حاصل از یک ستاره نوترونی مقدار قابل ملاحظه‌ای است. برای یک ستاره نوترونی به جرم خورشید و شعاع  $7\text{km}$  داریم:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_i} = GM/c^2 R = \frac{(6/67 \times 10^{-11})(2 \times 10^{30})}{(9 \times 10^{16})(7 \times 10^3)} \approx 2 \times 10^{-1}$$

این نتیجه، بدان معنی است که نور گسیل شده در طول موج  $600\text{nm}$  تا زمانی که به یک ناظر خارجی برسد به طول موج  $720\text{nm}$  تغییر خواهد کرد.

### (ب) تپنده‌ها - ستاره‌های نوترونی چرخان

در سال ۱۹۶۷ م؛ برای مطالعه سوسوزنی منابع امواج رادیویی، در کمبریج انگلستان یک رادیو تلسکوپ بزرگ توسط آنتونی هیویش<sup>۱</sup> ساخته شد. سوسوزنی عبارت است از چشمک زدن سریع یک منبع امواج رادیویی که در اثر تغییرات چگالی در پلاسمای بین سیاره‌ای (باد خورشیدی) و در محیط بین ستاره‌ای صورت می‌گیرد؛ این عمل مشابه چشمک زدن ستاره‌های قابل رویت (در اثر تغییرات چگالی در جو زمین) است. تقریباً بلافاصله، علائم رادیویی ضعیف و دقیقاً تناوبی آشکارسازی گردیدند.

جوسلین بل برنل<sup>۲</sup>، که در آن زمان یک دانشجوی کارشناسی ارشد و سرپرست بخش تجزیه و تحلیل داده‌های مقدماتی بود، متوجه یک علامت عجیب شد که ناگهان ناپدید گشت و پس از سه ماه مجدداً ظاهر گردید. گروهی که با هیویش کار می‌کردند توجه خود را روی این علامت رادیویی عجیب متمرکز ساختند و تپهای رادیویی‌ای را که هر  $1/33730113$  ثانیه یک بار با آهنگ منظم اتفاق می‌افتادند، یافتند. این افراد در حالی که از هیجان در پوست خود نمی‌گنجیدند، آسمان را برای یافتن علائم مشابه، مورد بررسی قرار دادند و سه جسم دیگر که تپهای رادیویی با آهنگهای متفاوت گسیل می‌کردند را یافتند. از این رو، آنها به این نتیجه رسیدند که این اشیاء می‌بایست پدیده‌های طبیعی باشند و آنها را تپنده‌ها نامیدند. تاکنون، جمعاً حدود ۱۵۰ تپنده به دقت مورد مطالعه قرار گرفته‌اند. تعداد کل آشکارسازی شده تقریبی ۵۰۰ نمونه می‌باشد. جدول (۱۷-۱) داده‌هایی از چند تپنده انتخابی را ارائه می‌دهد.

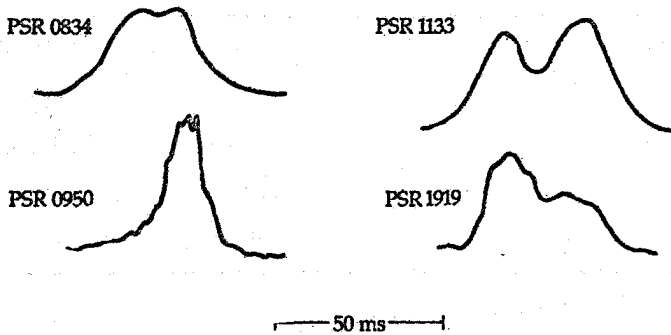
## جدول ۱۷-۱. خصوصیات تپنده‌های انتخابی

نام (PSR)	دوره تناوب (S)	$dP/dt$ ( $10^{-15}$ s/s)	DM ( $\text{pc/cm}^3$ )
۱۹۳۷+۲۱	۰/۰۰۱۵۵۷	$۱/۰۷ \times ۱۰^{-۴}$	۷۱/۲
۱۸۵۵+۰۹	۰/۰۰۵۳۶۲	۴۶۴۲۱	۱۳/۳
(خرچنگ) ۰۵۳۱+۲۱	۰/۰۳۳۳۲۶	۴۲۱	۵۶/۸
(بادبان) ۰۸۳۳-۴۵	۰/۰۸۹۲۳۴	۱۲۴	۶۹/۱

برای یک تپنده مشخص، مدت زمان بین تپ‌ها با دقت بسیار زیادی تکرار می‌شود، با دقتی بیش از یک قسمت در  $10^8$ . با وجود این، مقدار انرژی حمل شده توسط هر تپ به طور قابل ملاحظه‌ای متغیر است؛ گاهی اوقات، تپهای کامل در میان تعدادی تپهای متوالی گم می‌شوند. اگر چه شدت و شکل هر تپ با تپهای دیگر تفاوت دارد، ولی مقدار میانگین چندین تپ از یک تپنده مشخص شکلی منحصر به فرد دارد [شکل (۱۷-۵)]. تپ میانگین نوعاً به مدت چند ده میلی ثانیه طول می‌کشد و هیچ تابش رادیویی قابل آشکارسازی در زمان بین این تپها مشاهده نمی‌شود. هر تپ را می‌توان به ۲۰ یا ۳۰ تپ کوچکتر که مدت هر کدام تقریباً کوچکتر از میلی ثانیه است، تفکیک کرد، به طوری که تپهایی که در ابتدا از آنها سخن گفتیم، پوشهای این تپهای ثانویه هستند. تپنده‌ها بیشتر در بسامدهای پایین مشاهده شده‌اند؛ مثلاً، اولین اکتشافات در بسامد  $81/5 \text{ MHz}$  انجام گرفته‌اند. شدت تپها، در بسامدهای بالاتر، به سرعت رو به کاهش نهاده و تپها عریض‌تر می‌شوند و شکل آنها از نظم بیشتری برخوردار می‌گردند.

در مورد تپنده‌هایی که به دقت مورد مطالعه قرار گرفته‌اند، دوره‌های تناوب در گستره‌ای میان  $1/6 \times 10^{-3} \text{ s}$  الی  $4/0 \text{ s}$  قرار می‌گیرند که مقدار میانگین آنها در حوالی  $0/65 \text{ s}$  است. تاکنون چند تپنده شناخته شده‌اند که دوره تناوب تپهای آنها حدود میلی ثانیه است: سریعترین آنها فاصله  $1/6$  میلی ثانیه دارد؛ اینها را تپندههای میلی ثانیه‌ای می‌نامند. در مواردی که مشاهدات رادیویی دقیق صورت گرفته است، توجه دانشمندان به این نکته جلب شده است که دوره تناوب‌ها با نظم معینی رو به افزایش می‌باشند. آهنگهای تغییر نوعاً در حدود  $10^{-8} \text{ s/year}$  است. چنین افزایشهای کوچکی را فقط می‌توان با ساعت‌های اتمی که پایداری آنها بیش از  $10^{-11} \text{ s/year}$  است، اندازه‌گیری کرد. توجه کنید که به طور خیلی تقریبی، دوره تناوب تپ  $P$ ، تقسیم بر آهنگ تغییر آن با زمان  $dP/dt$ ، تخمینی از عمر تپنده را به دست می‌دهد:

$$t \approx \frac{P}{(dP/dt)}$$



شکل ۱۷-۵. تپندها در طول موجهای رادیویی اشکال تپهای متنوعی را نشان می دهند. (گرفته شده از نموداری که توسط ای. تی. موفت<sup>۱</sup> و آر. دی. اکرز<sup>۲</sup> رسم شده است.)

آنچه که در این جا انجام داده ایم، این است که زمان لازم برای این که آهنگ تپ برای تغییر از مقدار فعلی خود به یک مقدار خیلی بزرگ برسد را تخمین زده ایم. برای مثال، تپنده خرچنگ (مطالب پایین تر را ببینید) دارای  $P = 0.033s$  و  $dP/dt = 1/2 \times 10^{-13} s/s$  است، بنابراین

$$t \approx \frac{0.03}{(1/2 \times 10^{-13})} \approx 10^{11} s \approx 10^4 \text{ years}$$

فواصل تقریبی تا تپندها و نیز برخی از خصوصیات محیط بین ستاره ای را می توان مستقیماً از مشاهدات تپندها نتیجه گیری کرد. یک تپ مشخص، به ازای بسامدهای پایین تر، دیرتر به زمین می رسد. این پدیده پاشیدگی نامیده می شود و به دلیل کند شدن سرعت فوتون توسط الکترونهاي موجود در امتداد خط دید تا تپنده اتفاق می افتد [این پدیده مشابه بحث ضریب شکست است که در بخش (۸-۱) مورد بررسی قرار گرفت و در آنجا گفته شد که سرعت انتشار نور در یک محیط مادی کمتر از خلاء است]. طول موجهای بلندتر بیشتر کند می شوند و بر اساس مشاهدات می توان چگالی متوسط الکترونی در امتداد خط دید را به دست آورد. از طرفی اگر چگالی متوسط الکترونی را بدانیم (و یا بتوانیم آنرا تخمین بزنیم)، بلافاصله می توانیم فاصله خود تا تپنده را به دست آوریم. اگر تپهای دو بسامد مختلف در لحظه  $t_0$  منتشر شده باشند، زمانهایی که آنها به زمین می رسند متفاوت و در لحظات  $t_1$  و  $t_2$  می باشد. این زمانها توسط عبارات  $t_1 - t_0 = \frac{d}{V_1}$  و  $t_2 - t_0 = \frac{d}{V_2}$  داده می شوند.  $t_2$  را نمی دانیم، اما می توانیم  $t_2 - t_1$  را که

برابر با  $d$   $(\frac{1}{V_2} - \frac{1}{V_1})$  می باشد، اندازه بگیریم. سرعتها به چگالی الکترون بستگی دارد، لذا اگر آن را بدانیم، می توانیم فاصله  $d$  را بدست آوریم.

مشکل این است که چگالی محیط بین ستاره ای ثابت نیست؛ آن در امتداد خط دید تا تپنده تغییر می کند. ستاره شناسان کمیت مقدار پاشندگی ( $DM$ ) را از روی انتگرال چگالی الکترون  $n_e$  تا یک تپنده در فاصله  $d$  و به صورت زیر تعریف می کنند

$$DM = \int_0^d n_e dl$$

آنگاه اختلاف بین زمانهای رسیدن تپها توسط رابطه زیر به  $DM$  مربوط می شود

$$t_2 - t_1 = \frac{e^2}{2\pi m_e c} \left( \frac{1}{f_2^2} - \frac{1}{f_1^2} \right) DM$$

با تعریف ثابت پاشندگی  $D$  به صورت

$$D = (t_2 - t_1) / \left( \frac{1}{f_2^2} - \frac{1}{f_1^2} \right)$$

آنگاه داریم

$$DM = 2\pi m_e c D / e^2$$

و هنگامی که  $DM$  دارای واحدهای مختلط  $pc/cm^2$  باشد، داریم

$$DM = 2/41 \times 10^{-16} D$$

اگر این اطلاعات را با این مشاهده تجربی که بیشتر تپندهها در عرضهای کهکشانی پایین قرار دارند، تلفیق کنیم به این نتیجه می رسیم که تپندهها (در فضایی حدود چند کیلو پارسک) کاملاً محلی هستند و در قرص کهکشانی قرار دارند.

سرانجام، می دانیم که صفحه قطبش یک تابش که به صورت خطی قطبی شده است [بخش (۸-۱)]، اگر تابش از میان یک پلاسمای مغناطیسی انتشار یابد، خواهد چرخید. این اثر که بنام چرخش فاراده شناخته می شود، به (۱) چگالی متوسط الکترون، (۲) شدت میدان مغناطیسی متوسط، (۳) مربع طول موج تابش، و (۴) فاصله طی شده از میان محیط، بستگی دارد. به عبارت دیگر، می توانیم زاویه چرخش صفحه قطبش را به صورت تابعی از طول موج برای یک منبع تابش مشخص، اندازه گیری کنیم. این عمل، برای حاصلضرب چگالی الکترون و شدت میدان مغناطیسی انتگرال گیری شده در امتداد خط دید، مقداری را به دست می دهد. پس اگر بتوانیم چگالی الکترون را مشخص کنیم - و توسط اندازه گیری پاشندگی سرعت می توانیم این کار را انجام دهیم - متوسط مولفه شدت میدان مغناطیسی در طول خط دید حاصل می شود.

چه ساز و کاری ساعت دقیق یک تپنده را حفظ می کند؟ الگوی پذیرفته شده در حال حاضر

عبارت از این است که تپنده را یک ستاره نوترونی مغناطیسی چرخان در نظر بگیریم و این الگو به نام الگوی فانوس دریایی شناخته می‌شود. این الگو دو فرض اساسی دارد که عبارتند از: (۱) تپنده یک ستاره نوترونی است که چگالی زیاد آن و چرخش سریعش متضمن مقدار زیادی انرژی دورانی است و (۲) یک میدان مغناطیسی ناشی از یک دو قطبی، انرژی دورانی را به انرژی الکترومغناطیسی تبدیل می‌کند.

این مطلب که ستاره‌های نوترونی ممکن است میدانهای مغناطیسی خیلی شدید داشته باشند، از همان پایستگی شار مغناطیسی ناشی می‌شود که قبلاً در مورد کوتوله‌های سفید به کار بردیم. (به خاطر بیاورید که گواه مشاهده‌ای مویده این استدلال است، زیرا بعضی از کوتوله‌های سفید در سطح خود میدانهای مغناطیسی‌ای در حدود  $10^8 T$  دارند.) تصور کنید که خورشید در خود فرو بریزد و به یک ستاره نوترونی که شعاع آن  $7 km$  است، تبدیل شود. با محاسبه شدت میدان از پایستگی شار مغناطیسی خواهیم داشت

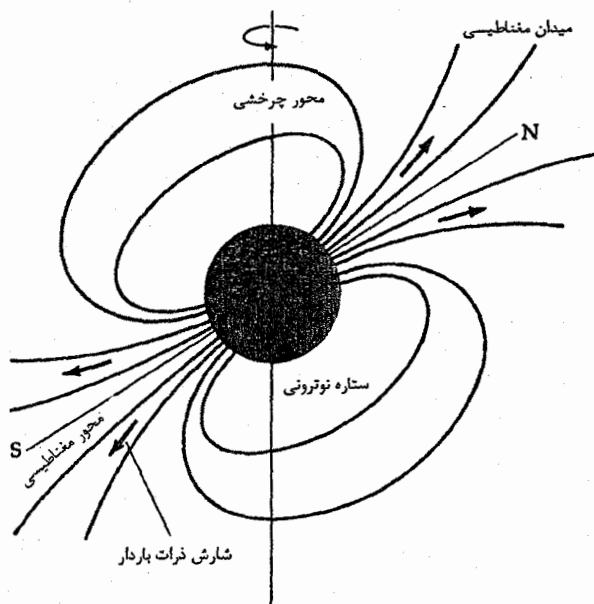
$$B_{ns} = B_{\odot} (R_{\odot} / R_{ns})^2 \approx 10^6 T$$

محاسبات دقیقتر نشان می‌دهند که میدانها نوعاً دارای شدت  $10^8 T$  هستند. ناحیه نزدیک ستاره نوترونی که در آنجا میدان مغناطیسی به طور مستقیم و شدیداً بر حرکت ذره باردار تاثیر می‌گذارد مغناطیس کره تپنده نامیده می‌شود. در این جا تمام تبدیل انرژی صورت می‌گیرد. محور مغناطیسی نسبت به محور چرخش تمایل دارد.

همین طور که تپنده می‌چرخد، میدان مغناطیسی  $10^8 T$  ای آن موجب القای یک میدان الکتریکی شدیدی در سطح آن می‌شود. این میدان الکتریکی، ذرات باردار را (که غالباً الکترونها هستند) از پوسته جامد هسته‌های آهنی و الکترونها به بیرون می‌کشد. این الکترونها به طرف مغناطیس سپهر جایی که آنها توسط خطوط میدان مغناطیسی در حال چرخش شتابدار می‌شوند، جریان می‌یابند. الکترونها شتابدار، تابش همزمانی را که به صورت یک دسته پرتو فشرده و کم و بیش در امتداد خطوط میدان است، گسیل می‌دارند.

اکنون می‌توانید دریابید که یک تپنده چگونه بدون آن که واقعاً تپشی داشته باشد، تپهای منظمی گسیل می‌دارد. اگر محور مغناطیسی بتواند در امتداد خط دید ما قرار گیرد، هر بار که یکی از قطبها می‌چرخد و به جلوی چشم ما می‌رسد (همانند نور چرخان یک فانوس دریایی) در آن هنگام، ناظر یک خروج ناگهانی تابش همزمانی را مشاهده خواهد کرد [شکل (۱۷-۶)]. زمان بین تپها عبارت است از دوره تناوب چرخش. مدت زمانی که هر تپ طول می‌کشد به ابعاد

ناحیه تابش کننده بستگی دارد. همین طور که تپنده تابش الکترومغناطیسی تولید می‌کند، گشتاور وارده از طرف ذرات باردار در حال شتاب گرفتن که در میدان مغناطیسی تپنده قرار دارند، موجب کند شدن چرخش آن می‌گردد. همان طور که قبلاً دیدید، این کند شدن، مشاهده شده است.



شکل ۱۷-۶. الگویی کلی برای یک تپنده. یک ستاره نوترونی با شدت مغناطیسی زیاد که در حال چرخش سریع است، می‌تواند در امتداد محور دو قطبی اش تابش همزمانی گسیل دارد. توجه کنید که محور مغناطیسی نسبت به محور چرخش تمایل دارد.

در این جا یک بحث ساده ارائه می‌کنیم و نشان می‌دهیم که تپنده‌های سریع می‌بایست چگالی‌هایی مانند ستاره‌های نوترونی داشته باشند: فرض کنید سازوکاری که ساعت تپنده را به وجود می‌آورد، چرخش باشد. یک کره می‌تواند فقط با تندی‌ای دوران کند که شتاب جانب به مرکز آن،  $V^2/R$ ، در استوا برابر یا کمتر از شتاب گرانشی  $GM/R^2$  باشد:

$$V^2/R = GM/R^2$$

و

$$V = (GM/R)^{1/2}$$

که در آن  $V$  سرعت استوایی کره،  $R$  شعاع و  $M$  جرم آن است. دوره تناوب یک کره چرخان



عبارت است از:

$$P = 2\pi R/V$$

به طوری که

$$P = 2\pi R / (GM/R)^{1/2} = 2\pi R^{3/2} / (GM)^{1/2}$$

و اما، داریم:

$$M = \left(\frac{4}{3}\right)\pi R^3 \rho$$

$$P = 2\pi R^{3/2} / [G(4/3)\pi \rho R^3]^{1/2}$$

$$P = (3/8 \times 10^5) / \rho^{1/2} \quad (5-17)$$

که در آن چگالی برحسب کیلوگرم بر متر مکعب است. مثلاً، برای دوره تناوبی به اندازه  $2\text{ms}$  داریم:

$$2 \times 10^{-3} \text{s} = 3/8 \times 10^5 / \rho^{1/2}$$

$$\rho^{1/2} = 1/9 \times 10^8$$

$$\rho \approx 4 \times 10^{16} \text{kg/m}^3$$

که درست به اندازه چگالی یک ستاره نوترونی است.

### (ج) تپندهای میلی ثانیه‌ای

به علت محدودیتهای ابزاری، ستاره‌شناسان تا قبل از سال ۱۹۸۲ م. شانس برای پیدا کردن تپندها با دوره‌های تناوب بسیار کوتاهتر از دوره تناوب سحابی خرچنگ نداشتند. سپس، به هنگام تجسس در مورد یک منبع رادیویی ویژه در صورت فلکی روباه، ستاره‌شناسان رادیویی به یک تپنده بسیار سریع برخورد کردند - دوره تناوب ۱/۵۵۸ میلی ثانیه [شکل (۱۷-۷)]. با بکار بردن الگوی فانوس دریایی برای این تپنده که PSR ۱۹۳۷+۲۱ نامیده شد، لازم است آن ۶۴۲ بار در ثانیه بچرخد (۲۰ بار سریعتر از سحابی خرچنگ) بنابراین سطح آن با تندی یک دهم تندی نور می‌چرخد. آن بدین معناست که ستاره نوترونی بسیار نزدیک به تندی تفکیک خود قرار دارد. چندین تپنده دیگر (آنهايي که دوره تناوب تپیدنشان کمتر از ۱۰ میلی ثانیه است) در سالهای اخیر کشف شده‌اند.

یکی از اشکال عجیب تپندهای سریع این است که آهنگهای چرخش آنها بسیار پایدار می‌باشد. عملاً، PSR ۱۹۳۷ + ۲۱ فقط  $\frac{\text{ثانیه}}{\text{سال}} 3/2 \times 10^{-12}$  را از دست می‌دهد. این تپنده امروزه بهترین زمان استاندارد موجود را حتی در مقایسه با ساعتهای اتمی که دارای دقتی حدود چند

میکروثانیه در سال می‌باشند، عرضه می‌کند. این آهنگ با آهنگهای کاهش بسیار سریع چرخش تپندهای عادی در توافق می‌باشد. یک توضیح برای آن این است که تپندهای میلی ثانیه‌ای دارای میدانهای مغناطیسی ضعیف می‌باشند، شاید هزار برابر ضعیفتر از نمونه‌های معمولی. چگونه آن تپنده قابل مشاهده شد؟

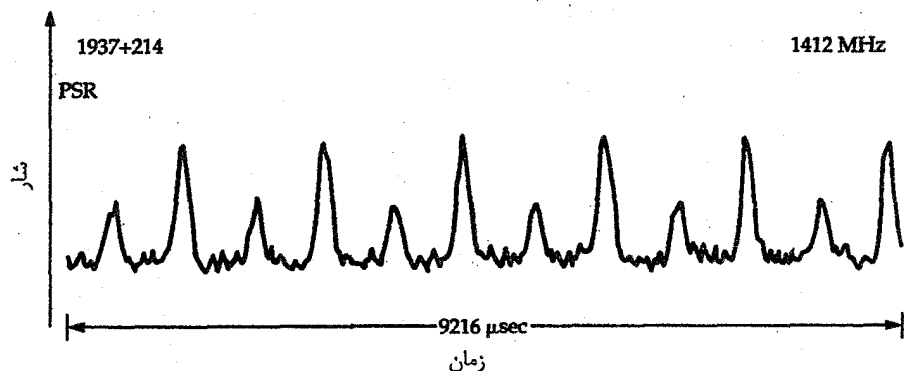
سناریوی پیشنهاد شده این است که یک تپنده در یک سیستم دوتایی احیاء می‌شود. تپندهای میلی ثانیه‌ای ممکن است برای اولین بار در یک ابرنواختر شکل گرفته باشند و به گونه خوشایندی مسن شده‌اند. سپس، بعد از بیلیونها سال، همدمهای کم جرم آنها سرانجام به غولهای قرمز متحول شده و ماده از آن به درون قرص اطراف یک تپنده مرده شارش کرده است. این مواد یک قرص برافزایشی چرخان سریع را در اطراف ستاره نوترونی می‌سازد. میدان مغناطیسی تپنده با قرص درهم تنیده می‌شود؛ این ارتباط چرخش تپنده را آن چنان زیاد می‌کند که آن مجدداً زنده می‌شود.

تپنده یک میلی ثانیه‌ای انگشت نما شده است که به تپنده "پنجره سیاه" مشهور شود. نام رسمی نجومی آن  $PSR\ 1957 + 20$  می‌باشد؛ علامت ویژه آن یک سحابی شارشی به طرف خارج است. این تپنده یک باد داغ و با تندی بالا تولید می‌کند که تندی ذرات در آن نزدیک به تندی نور است. این باد نه تنها به محیط اطراف بلکه به ستاره همدم تپنده آسیب می‌رساند. هنگامی که آن وارد فاز غول قرمز شود، ستاره تپنده قدیمی را توسط انتقال جرم و افزایش سرعت چرخش احیاء می‌کند. اکنون باد تپنده به ستاره همدم وارد می‌شود و یک موج ضربه‌ای بوجود می‌آورد، در نتیجه یک طرف ستاره را تا  $5000\text{K}$  گرم کرده و سطح ستاره را از مواد پاک می‌نماید. بنابراین در یک حس نمادی، تپنده به طور حریصانه ستاره‌ای را که متولد کرده می‌خورد و بنابراین ممکن است تمام تپندهای میلی ثانیه‌ای چنین باشند.

### (د) تپنده‌های دوتایی

اکثر ستارگان کهکشان خودی اعضاء سیستم‌های دو یا چندتایی می‌باشند. حتی بعد از اینکه یک عضو یک دوتایی که یک ابرنواختر می‌شود، معمولاً سیستم دست نخورده باقی می‌ماند. بنابراین یک تپنده رادیویی ممکن است در یک سیستم دوتایی وجود داشته باشد. اولین نمونه مشاهده شده بنام  $PSR\ 1913 + 16$  می‌باشد و در ژوئیه سال ۱۹۷۴ م. در خلال جستجوی تپنده‌های جدید توسط راسل هولس<sup>۱</sup> و ژوزف تیلور<sup>۲</sup> کشف شدند. این تپنده در ابتدا به علت اینکه دوره تناوب تپ فقط  $0.059$  ثانیه بود، توجهات را به خود جلب کرد. هنگامی که هولس

و تیلور در سپتامبر سال ۱۹۷۴ م. مجدداً  $16 + PSR 1913$  را مشاهده کردند، دریافتند که دوره تناوب آن وارد یک چرخه بزرگ تغییر به مقدار  $7/75$  ساعت شده است. آنها تشخیص دادند که چنین تغییرات با قاعده‌ای به طور طبیعی ناشی از یک سیستم دوتایی شامل تپنده و یک همدم با دوره تناوب مداری  $7/75$  ساعت می‌باشد. آنچه که دیده شد یک انتقال دوپلری در علامت تولید شده توسط حرکت مداری سیستم بود [شکل (۱۷-۸)]. هنگامی که تپنده از ما دور می‌شود، تپهای آن پراکنده می‌شوند و در فواصل زمانی طولانی تری بما می‌رسند. وقتی که آن در حال نزدیک شدن به ما است، تپها به طرف هم فشار داده می‌شوند و در فواصل زمانی کوتاهتری به ما می‌رسند.



شکل ۱۷-۷. مشاهدات اولیه تپنده  $21 + PSR 1937$  در  $1412 MHz$ ، که اولین تپنده میلی ثانیه‌ای کشف شده است. توجه کنید که گستره زمان این رشته از تپها فقط حدود ۱۰ میلی ثانیه می‌باشد. (دی. سی. بکر<sup>۱</sup>، اس. آر. کول کارنی<sup>۲</sup>، سی. هیلز<sup>۳</sup>، ام. ام. دیوس<sup>۴</sup>، و دبلیو. ام. گوس<sup>۵</sup>)

$16 + PSR 1913$  در حدود  $5 kpc$  از ما فاصله دارد. مشاهدات مرئی و پرتو  $X$  برای آشکارسازی تپنده یا همدمش کم و بیش خطا داشته است. مشاهدات رادیویی به تنهایی دلالت بر نیم محور بلند مداری  $10^5 km \times 7$  دارند - یک شعاع خورشیدی! جرم مخلوط  $2/83 M_{\odot}$  است، و بنابراین اگر تپنده جرمی حدود  $2 M_{\odot}$  داشته باشد (یک ستاره نوترونی نمونه)، هم دم آن جرمی حدود  $0/8 M_{\odot}$  خواهد داشت. هم دم ممکن است یک کوتوله سفید باشد.

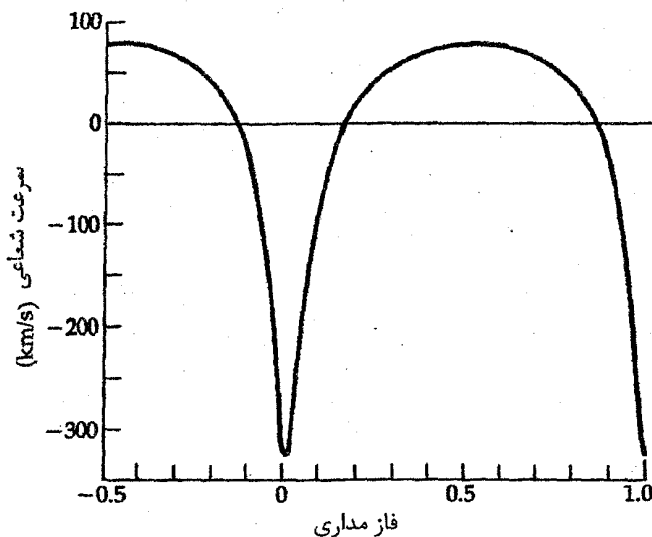
1- D.C. Baker

2- S.R. Kulkarni

3- C. Heiles

4- M.M. Davis

5- W.M. Goss



شکل ۱۷-۸. انتقال دوپلری در سرعت شعاعی تپنده دوتایی PSR ۱۹۱۳ + ۱۶ ناشی از حرکت حول مرکز جرم. (گرفته شده از تصویری که آر. هولس و جی. تیلور ترسیم کرده‌اند)

### (ه) اتصال ابرنواختری

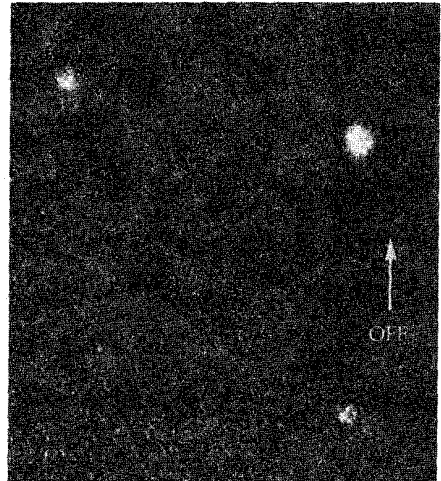
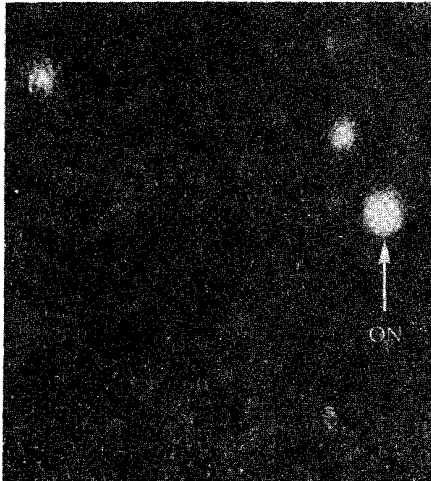
ابر نواخترها عبارتند از انفجارات عظیم و ناگهانی ستارگان در پایان زندگی شان (برای مطالعه جزئیات این مطلب به فصل ۱۸ مراجعه کنید). این انفجارات همراه است با فورریزش هسته و این عمل طوری سبب انفجار ستارگان سنگین می‌شود که اکثر جرم آنها به اطراف پراکنده می‌گردد. فرو ریزش هسته منجر به چگالی‌های فوق العاده زیادی می‌شود که این مقدار لازمه خلق یک ستاره نوترونی است. اگر این الگو درست باشد، ما انتظار داریم ستارگان نوترونی را در ارتباط با باقی مانده‌های ابرنواختری پیدا کنیم. دو نمونه از مشهورترین‌ها می‌باشند: سحابی خرچنگ [بخش (۱۸-۵ ج)] و سحابی گام<sup>۱</sup> چند نامزد خوب دیگر نیز کشف شده‌اند. دیوید اچ. استیلین<sup>۲</sup> و ادوارد سی. رfnشتاین<sup>۳</sup> تپنده سحابی خرچنگ را کشف کردند

1- Gum Nebula

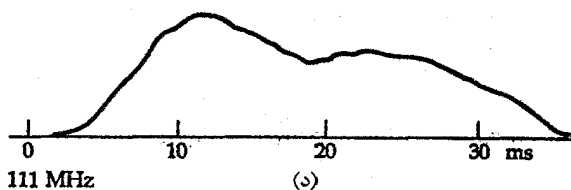
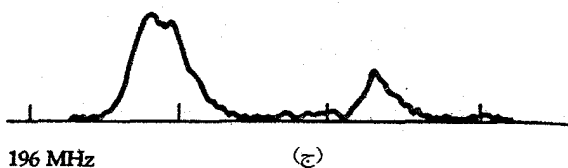
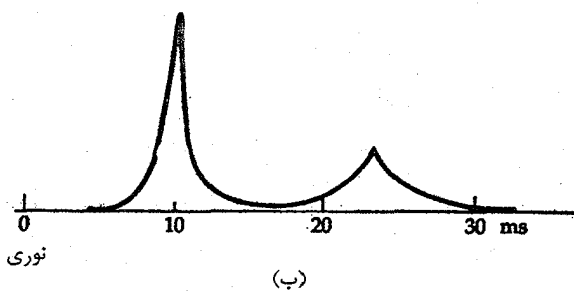
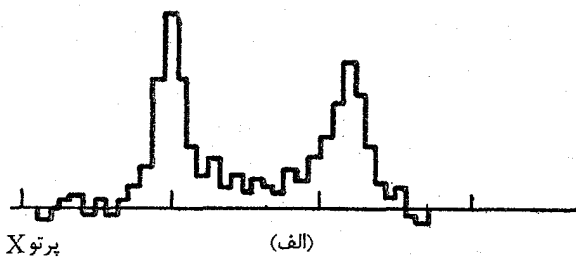
2- David H. Staelin

3- Edward C. Reifensin

[شکل ۱۷-۹] که  $PSR\ 0.531 + 21$  نامیده می شود (PSR مخفف تپنده است و اعداد  $0.531 + 21$  به مختصات آسمانی آن مربوط است - ضمیمه ۱۰).  $PSR\ 0.531 + 21$  دارای دوره تناوب تپ  $0.3335$  است یا، در هر ثانیه ۳۰ تپ از خود گسیل می دارد. تپنده خرچنگ اولین تپنده کشف شده‌ای است که هم تپهای اپتیکی و هم رادیویی گسیل می دارد [شکل (۱۷-۱۰)]; دانشمندان دریافته‌اند که تپهای اپتیکی و رادیویی این تپنده دارای دوره تناوب یکسان هستند. مشاهدات نشان داده‌اند که این تپهای مرئی در بین دو قله بزرگ، یک تپ کوچکتر هم دارند [شکل (۱۷-۱۰) ب]. تپی که در میان قرار می گیرد معمولاً تپ داخلی نامیده می شود. قابل توجه این که ستاره‌ای که این تپها را گسیل می کرد در سال ۱۹۴۲ م. توسط والتر بد<sup>۱</sup> و آر. مینکوفسکی<sup>۲</sup> به عنوان نامزد احتمالی برای بقایای ستاره‌ای ابرنواختری برگزیده شد. اگر چه این ستاره اکنون به عنوان یک تپنده شناخته می شود، ستاره‌شناسان سالها این ستاره را بدون توجه به چشمک زدن آن مشاهده کرده بودند؛ زیرا که ۳۰ چشمک در هر ثانیه در عکسهای معمولی از نظر پوشیده می ماند. روشهای استروبوسکوپی مخصوصی به کار برده شد تا دوره تناوب تپهای اپتیکی معین گردد.



شکل ۱۷-۹. تپهای اپتیکی از تپنده خرچنگ. در سمت چپ، قله یک تپ اپتیکی قابل رویت است و در سمت راست خارج قله. (رصدخانه لیک)



شکل ۱۷-۱۰. تپهای تپنده خرنجنگ از ناحیه امواج رادیویی تا پرتو X (الف) شار پرتو X؛ (ب) اپتیکی؛ (ج) ۱۹۶MHz و ۱۱۱MHz. توجه کنید که تیزی قله یک تپ اولیه و ثانویه چگونه با طول موج تغییر می کند.

تاکنون از میان تپنده‌های مشاهده شده، تپنده خرچنگ تنها تپنده‌ای است که در ناحیه فرسرخ، رادیویی، اپتیکی، و پرتوگاما از طیف، تپ گسیل می‌دارد [شکل (۱۷-۷)]. انرژی کل گسیل شده توسط تپهای این تپنده حدود  $10^{28}$  وات است. نکته مهم دیگر درباره تپنده خرچنگ این که اولین تپنده‌ای است که به طور قطع، کندشدگی دوره تناوب تپ را از خود نشان داده است که مقدار آن حدود  $4 \times 10^{-13}$  s/s و یا  $10^{-5}$  s/year است.

به نظر می‌رسد که کشف تپنده خرچنگ مسئله انرژی سحابی خرچنگ را حل می‌کند. اگر روی تمام طول موجها جمع بندی کنیم، سحابی خرچنگ در حدود  $10^{31}$  W انرژی گسیل می‌دارد. اگر این تپنده یک ستاره نوترونی در حال چرخش باشد، کند شدن دوره تناوب آن، به تغییر انرژی جنبشی‌ای به اندازه  $5 \times 10^{31}$  W می‌انجامد، در صورتی که انرژی جنبشی دورانی ستاره نوترونی بتواند به نحوی به انرژی جنبشی و تابش سحابی تبدیل شود، این مقدار برای تامین انرژی سحابی کافی است. این دقیقاً همان اتفاقی است که در الگویی برای تپنده‌ها که در آن تپنده به صورت یک ستاره نوترونی مغناطیسی قوی در حال چرخش سریع در نظر گرفته می‌شود، رخ می‌دهد. اجازه بدهید این نکته را با دقت بیشتری مورد بررسی قرار دهیم.

انرژی جنبشی چرخشی جرمی عبارتست از:

$$E_{\text{rot}} = \left(\frac{1}{2}\right) I \omega^2$$

که در آن  $I$  ممان اینرسی و  $\omega$  سرعت زاویه‌ای چرخشی است که برابر است با:

$$\omega = 2\pi/P$$

ممان اینرسی کره‌ای با چگالی یکنواخت برابر است با:

$$I = \left(\frac{2}{5}\right) MR^2$$

که در آن  $R$  شعاع است. اکنون فرض کنید که در طی فرآیندی، تمام انرژی دورانی به انرژی تابشی تبدیل شود؛ در این صورت پایستگی انرژی ایجاب می‌کند که:

$$dE_{\text{rad}}/dt + dE_{\text{rot}}/dt = 0$$

و اما، داریم

$$\begin{aligned} dE_{\text{rot}}/dt &= \left(\frac{1}{2}\right) d/dt (I \omega^2) \\ &= \left(\frac{1}{2}\right) (d/dt) \left[ \left(\frac{2}{5}\right) MR^2 (2\pi/P)^2 \right] \\ &= \left(\frac{4}{5}\right) \pi^2 MR^2 (d/dt) (1/P^2) \\ &= -\left(\frac{4}{5}\right) \pi^2 MR^2 P^{-3} (dP/dt) \end{aligned}$$

از طرفی توجه داشته باشید که،

$$L = dE_{\text{rad}}/dt = -dE_{\text{rot}}/dt$$

به طوری که

$$L = \left(\frac{\Lambda}{5}\right) \pi^2 MR^2 P^{-3} (dP/dt)$$

و

$$dP/dt = \left(\frac{5}{8\pi^2}\right) (LP^3/MR^2) \quad (6-17)$$

بر طبق رابطهٔ اخیر، همین طور که تپنده انرژی از دست می‌دهد، می‌باید آهنگ تپ آن کم شود. حال به جای  $M$ ، جرم خورشید و به جای  $R$ ،  $10 \text{ km}$  و به جای  $L$ ،  $10^{31} \text{ W}$  و به جای  $P$ ،  $1 \text{ s}$  قرار می‌دهیم تا به عنوان یک تخمین تقریبی به دست آوریم

$$\begin{aligned} dP/dt &= \left(\frac{5}{8\pi^2}\right) (10^{31})(1^3)/(2 \times 10^{30})(10^4)^2 \\ &= \left(\frac{5}{16\pi^2}\right) \left(\frac{10^{31}}{10^{38}}\right) \\ &\approx 10^{-8} \text{ s/s} \end{aligned}$$

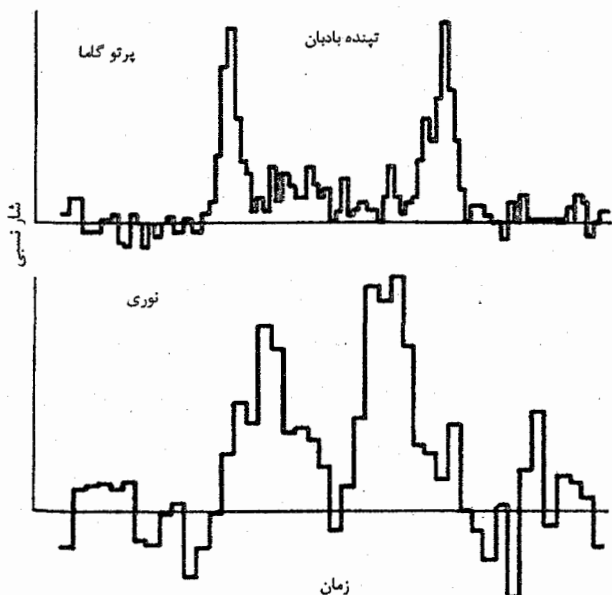
در مورد تپنده خرچنگ،  $P \approx 0.03 \text{ s}$  و بنابراین:

$$dP/dt \approx 10^{-13} \text{ s/s}$$

که با آهنگ کند شدن مشاهده شدهٔ تجربی برابر است.

اگر تپنده خرچنگ تنها تپنده‌ای می‌بود که با بقایای یک ابرنواختر شناخته شده در ارتباط است، امکان داشت این امر یک تصادف باشد، اما تپنده دیگری نیز می‌شناسیم: تپنده‌ای که در صورت فلکی بادبان که PSR 0/833-45 نامیده می‌شود. تپهای نوری آن هر  $80 \text{ ms}$  به ما می‌رسند و هر تپ دو قله دارد که فاصله آنها از هم حدود  $22 \text{ ms}$  است. تلسکوپهای آشکارسازی پرتوگاما نیز تپهایی برای بادبان ثبت کرده‌اند [شکل (17-11)]. دوره تناوب تپنده بادبان نیز کند می‌شود، ولی کند شدن آن با آهنگ کمی متفاوت با تپنده خرچنگ، و در حدود  $1/3 \times 10^{-13} \text{ s/s}$  (یا  $4 \times 10^{-6} \text{ s/year}$ ) صورت می‌گیرد. بنابراین، این تپنده نیز تاییدی است بر الگوی فانوس دریایی تپنده‌ها و نیز بر ارتباط ستاره‌های نوترونی با ابرنواخترها. کم و بیش، تحقیقات برای تپنده در SN 1978A ناموفق بوده است، اگر چه دو گروه مجزا در یک زمان فکر کردند که آن را آشکارسازی نمودند.





شکل ۱۷-۱۱. تپهای نوری و پرتو گاما از تپنده بادبان.

### ۱۷-۳ سیاه چاله‌ها

سیاه چاله عبارت است از ناحیه‌ای از فضا - زمان، که در آن گرانش چنان قوی است که هیچ چیز، حتی نور، نمی‌تواند از آن بگریزد. به محض این که یک جرم کمینه مشخص در حجمی که به حد کافی کوچک است جمع شود، در نهایت باید به یک سیاه چاله تبدیل گردد - پس از آنکه تمام سوخت هسته‌ای آن مصرف شد، توسط گرانش خودش در خود فرو می‌ریزد. هیچ نیروی فیزیکی شناخته شده‌ای نمی‌تواند این عمل بلیعه شدن جرم توسط خودش را که یک سیاه چاله را به وجود می‌آورد، متوقف سازد. جرم کمینه‌ای که به آن اشاره شد مقدار بزرگی نیست، در حدود سه برابر جرم خورشید می‌باشد. هیچ جسم مادی‌ای نمی‌تواند این نهایت درجه خرد شدن ماده را تحمل کند. حجم آن قدر به کاهش خود ادامه می‌دهد تا به صفر برسد؛ هیچ کدام از این پدیده‌ها نمی‌توانند در مورد یک جسم واقعی در جهان ما اتفاق بیفتند. این در خود فرو ریختگی به یک نقطه تکینه با حجم صفر و چگالی بی نهایت مربوط به یک جسم غیرچرخان، که یک تکینگی نامیده می‌شود و از لحاظ نظری مورد بحث قرار می‌گیرد، خاطر نشان می‌سازد که در این عمل، قوانین فیزیکی به صورتی که برای ما شناخته شده هستند، نقض می‌گردند.

## (الف) فیزیک پایه سیاه چاله‌ها

در این جا یک روش ساده برای تصویر کردن یک سیاه چاله را مورد بررسی قرار می‌دهیم. موردی را در نظر بگیرید که در آن، سرعت فرار چنان باشد که وقتی جسمی درست با آن سرعت فرار دور می‌شود، در "بی‌نهایت" سرعت صفر داشته باشد. در آنجا انرژی کل جسم  $(KE + PE)$  عبارت است از

$$TE = \left(\frac{1}{2}\right)mv^2 - GmM/R = 0$$

از آنجا که انرژی کل می‌بایست پایسته باشد، در موقع پرتاب جسم باید داشته باشیم

$$TE = 0 = \left(\frac{1}{2}\right)mV_{\text{esc}}^2 - GmM/R$$

$$\left(\frac{1}{2}\right)V_{\text{esc}}^2 = GM/R$$

$$V_{\text{esc}} = (2GM/R)^{1/2}$$

اکنون می‌گوییم که هیچ جسمی نمی‌تواند با بیش از تندی نور حرکت کند، و بنابراین سرعت فرار بیشینه  $c$  است. پس معادله شعاع سیاه چاله عبارت خواهد بود از

$$R = 2GM/c^2 \quad (17-7 \text{ الف})$$

$M$  برحسب واحد جرم خورشیدی،

$$R = 3M \text{ km} \quad (17-7 \text{ ب})$$

این شعاع بحرانی، به یادبود کارل شوارزشیلد<sup>۱</sup> اختر فیزیکدان آلمانی که بلافاصله پس از آن که انیشتین نظریه نسبیت عام خود را به چاپ رسانید و این روش را به کاربرد، شعاع شوارزشیلد نامیده شد. در مورد خورشید، شعاع شوارزشیلد  $3 \text{ km}$ ، مستلزم داشتن چگالی  $10^{19} \text{ kg/m}^3$  است، یعنی در حدود چگالی هسته یک اتم.

برای بررسی ساختار عجیب فضا - زمان در اطراف یک سیاه چاله، اجازه بدهید یک مسافرت فرضی به داخل یکی از آنها داشته باشیم. سفر خود را از یک سفینه فضایی که در فاصله  $1 \text{ AU}$  به دور یک سیاه چاله به جرم  $10 M_{\odot}$  گردش می‌کند، آغاز می‌کنیم. سفینه، مانند هر جرم دیگری، طبق قوانین کپلر به دور سیاه چاله می‌گردد. در واقع، قانون سوم کپلر و گردش سفینه به ما امکان می‌دهند که جرم سیاه چاله را اندازه‌گیری کنیم. حال فرض کنید که شما به همراه یک نور لیزر و یک ساعت دیجیتال، از سفینه خارج می‌شوید و به کمک نور لیزر علائمی را به سفینه

پس می فرستید.

همین طور که به طرف سیاه چاله سقوط می کنید، برای یک مدت طولانی هیچ اتفاق عجیبی رخ نمی دهد. اما، همین که به سیاه چاله نزدیک شدید، نیروهای جزر و مدی گرانشی قویتر شده و شما را در امتداد سر و پا کشیده و در جهت شانه‌ها به داخل می فشارند. در نزدیکی سیاه چاله نیروهای جزر و مدی به علت وابستگی عکس مربعی به فاصله فوق العاده قوی می شوند. انسان معمولی، در فاصله‌ای حدود  $3000 \text{ km}$  از یک سیاه چاله به جرم  $10 M_{\odot}$ ، تکه تکه خواهد شد. اکنون فرض کنید که از شعاع شوارزشیلد هم عبور کرده اید! هیچ اتفاق جدیدی رخ نمی دهد و هیچ علامتی لبه سیاه چاله را مشخص نمی سازد. حال، مسافرت شما با سرعت زیادی به پایان می رسد. حدود  $10^{-5}$  پس از عبور از شعاع شوارزشیلد، شما خرد شده و به درون یک نقطه تکین فشرده می شوید. حال که حجم شما به صفر رسیده است، دیگر از بین رفته اید.

خوب، حال ببینیم این صحنه از داخل سفینه فضایی چگونه به نظر می رسد؟ همین طور که شما به سیاه چاله نزدیکتر می شوید، نور فرستاده شده از لیزر شما همان طور که معادله (۱۷-۴) نشان می دهد به قرمز می گراید، یعنی قرمزگرایی گرانشی دارد. زمان بین جرقه زدن های لیزر، به دلیل اتساع زمان که توسط نسبیت عام پیش بینی می شود، طولانی تر می گردد. همچنان که به شعاع شوارزشیلد نزدیک می شوید، ساعت شما و ساعت سفینه، بیشتر و بیشتر از حالت همزمانی خارج می شوند. در واقع، درست به هنگام عبور شما از شعاع شوارزشیلد، زمان لازم برای رسیدن یک تپ لیزری به سفینه، بی نهایت می شود، اگر چه نور با تندی  $c$  حرکت می کند! این نور همچنین تا حد بی نهایت دچار قرمزشدگی می شود [معادله (۱۷-۴)]. با نزدیکتر شدن شما به سیاه چاله، از نظر یک ناظر خارجی، سقوط شما کندتر و کندتر صورت می گیرد. همچنین، از نظر این ناظر زمان در نهایت آن قدر کند می شود که به نظر می رسد متوقف شده است. نور لیزر فرستاده شده آن قدر به قرمزی می گراید که دیگر قابل آشکارسازی نیست. سیاه چاله تمرین سانسور کیهانی می کند؛ و مانع از آن می شود که یک ناظر خارجی سقوط شما به درونش را ببیند.

توجه داشته باشید که هر جرمی می تواند یک سیاه چاله شود به شرط آنکه از شعاع شوارزشیلد خود گذشته باشد. این سیاه چاله‌ها رفتار اتساع زمانی نسبیتی و قرمزگرایی خواهند داشت. سیاه چاله‌هایی به جرم چند برابر خورشید به طور طبیعی به شکل ستارگان مرده در

می آیند، و دارای نیروهای جزر و مدی بزرگی می باشند.

### (ب) ساختار فضا - زمان در اطراف یک سیاه چاله

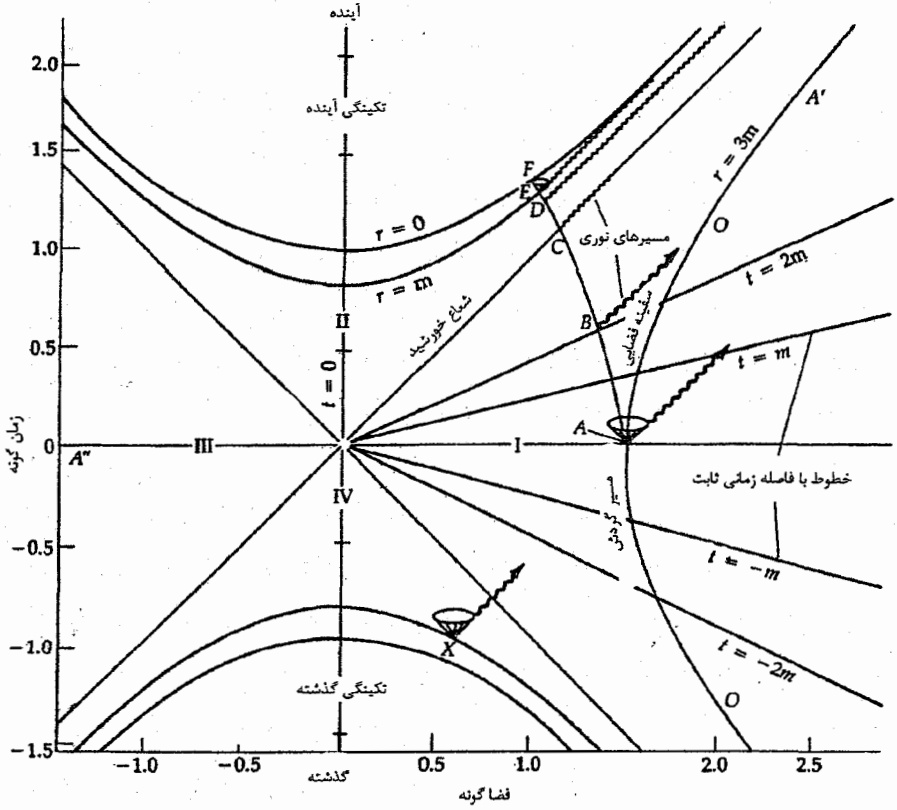
حال هندسه فضا - زمان را در خارج از یک سیاه چاله مورد بررسی قرار می دهیم. برای این کار می بایست یک نمودار فضا - زمان، وابسته به وضع هندسی موجود در سیاه چاله را مورد مطالعه قرار دهیم. نقشه فضا - زمانی مناسب را با حل کردن معادلات نسبیّت عام انیشتین برای یافتن وضع هندسی فضا - زمان در یک ناحیه تهی از فضا که یک جرم کروی غیرچرخان را در بر گیرد، به دست می آوریم (ساده ترین حالت). نکته اساسی در این جا این است که: فضا - زمان حالت سکون ندارد، بلکه دارای حالت دینامیکی است. شما همچنین ملاحظه خواهید کرد که فضا - زمان کارهایی عجیب تر از آنچه تاکنون توصیف شده است، انجام می دهد.

نمودار فضا - زمان [شکل (۱۷-۱۲)] دارای مختصاتی است که شامل فضا و زمان، به گونه ای که ما آن را تجربه می کنیم، نیست. محور افقی خصوصیات فضاگونه و محور قائم خصوصیات زمان گونه دارد، ولی آنها دقیقاً مشابه فضا و زمان اندازه گیری شده نیستند. گذشته، در پایین نمودار است و آینده، در بالای آن. نور مسیری ویژه را در این نمودار فضا - زمان دنبال می کند؛ آن با زاویه  $45^\circ$  نسبت به محورها حرکت می نماید. هر جسمی که با سرعتی کمتر از نور حرکت کند، دارای مسیری مابین محور زمان گونه و مسیر نور دارد، و مسیری میان خط نوری و محور فضاگونه، نمایشگر جسمی است که سریعتر از نور حرکت می نماید که معمولاً غیرممکن است.

نمودار توسط افقهای واقعه به چهار بخش تقسیم شده است. (افق واقعه تعبیر دیگری از شعاع شوارزشیلد است. افق واقعه تاکید می کند که هر حادثه ای که در داخل شعاع شوارزشیلد رخ دهد، از دید ناظر خارجی پوشیده است و بنابراین در ورای افق قابل رویت ما قرار نمی گیرد.) توجه کنید که هم در بالا (آینده) و هم در پایین (گذشته) نمودار، یک تکینگی وجود دارد. همچنین در نمودار، مسیر سفینه فضایی که به دور سیاه چاله می گردد (خط  $O$ ) و نیز شخصی که از سفینه به داخل سیاه چاله می رود (مسیر  $A$  تا  $F$ )، رسم شده اند.

با به خاطر داشتن این مقدمات، مسافرت به طرف سیاه چاله را که در بالا توضیح داده شد، در روی نمودار فضا - زمان، مورد ملاحظه قرار می دهیم. همین طور که سفینه به دور سیاه چاله می گردد، در امتداد خط  $O$  از گذشته تا آینده (به طرف سمت راست و بالا) حرکت می کند. دوست شما در نقطه  $A$  از سفینه به بیرون می پرد. علائم لیزری فرستاده شده توسط او روی

منحنی، با خطوط موجی نشان داده شده‌اند. توجه کنید که این خطوط نسبت به محورهای افقی و قائم زاویه ۴۵° می‌سازند. نقطه‌ای که در آن، خط موجی خط  $O$  را قطع می‌کند نقطه‌ای است که شما آنرا، از لحاظ زمانی و مکانی، مشاهده می‌کنید. تپ گسیل شده در نقطه  $B$  خط  $O$  را قطع می‌کند، ولی تپ گسیل شده در  $C$ ، یعنی جایی که دوست شما از افق واقعه (شعاع شوارزشیلد) عبور می‌کند، خط  $O$  را قطع نمی‌کند، مگر پس از گذشت زمان بی‌نهایت. تمام فوتونهایی که پس از عبور دوست شما از افق واقعه فرستاده می‌شوند (مثلاً، در نقاط  $D$  و  $E$ ) نهایتاً در نقطه تکینه بلعیده می‌شوند. دوست شما در نقطه  $F$  به داخل تکینگی فرو بلعیده می‌شود. در نقطه  $C$  و در ورای آن، شما نمی‌توانید هیچ حادثه‌ای را ببینید.



شکل ۱۷-۱۲. نمودار فضا-زمان در اطراف یک سیاه چاله. (گرفته شده از نموداری که توسط آر. رافینی<sup>۱</sup> و جی. ویلر<sup>۲</sup> رسم شده است)

1-R. Ruffini

2- J. Wheeler

این مثال نشان می‌دهد که ناحیه I ناحیه‌ای از فضا - زمان است که ما در آن واقع هستیم، یعنی دنیای خارج از سیاه چاله. ناحیه II، قسمتی از فضا - زمان در داخل شعاع شوارزشیلد است و شامل نقطهٔ تکینه (پیش بینی شده) می‌باشد. اما، راجع به ناحیه III چه می‌توان گفت؟ این ناحیه تصویر آینه‌ای ناحیه I است و این مطلب واقعیت دیگری در مورد فضا - زمان در خارج از افق‌های واقعه و تکینگی است. در پایین نمودار ناحیه IV شامل یک نقطهٔ تکینه است که تصویر آینه‌ای تکینگی واقع در بالای نمودار است. یعنی، یک تکینگی در زمان گذشته، و یا یک سیاه چاله که زمان برایش معکوس شده است. توجه داشته باشید که یک مسیر مجاز فوتون (از نقطه X) می‌تواند از افق واقعه عبور کرده به ناحیه I، یعنی جهان خودمان، بیاید؛ این پدیده را به صورت نوری که از افق واقعه فوران می‌کند، خواهیم دید و آنرا گاهی یک سفید چاله می‌نامند. ناحیه III غیر قابل دسترس است. از این رو، نمی‌توانیم وجود آنرا نمایش دهیم. فرض کنید که در ناحیه I هستیم و می‌خواهیم از مسیر "AA" به ناحیه III برویم. حرکت در این مسیر به این معنی است که می‌بایست سریعتر از نور حرکت کنیم. زیرا چنین مسیری زاویه‌ای کمتر از  $45^\circ$  با محور فضاگونه می‌سازد. در واقع، اگر شکل را مورد بررسی قرار دهیم، هیچ مسیری از ناحیه I به III وجود ندارد که به سرعتی کمتر از سرعت نور نیاز داشته باشد. هر مسیری با سرعت کمتر از نور، در نقطهٔ تکینه بالایی بلیعه خواهد شد. بنابراین، ما به ناحیه III دسترسی نداریم. همچنین به ناحیه IV نیز نمی‌توانیم برویم. زیرا این ناحیه در زمان گذشته قرار دارد و ما نمی‌توانیم از نظر زمانی به عقب برگردیم. در مورد ناحیه II، می‌توانیم از ناحیه I به این ناحیه برویم، ولی در این صورت دیگر نمی‌توانیم از آنجا خارج شویم.

یک حل خاص برای معادلات نسبیت عام انیشتین دلالت بر این دارد که راهی برای اجتناب از تکینگی وجود دارد - توسط اینکه سیاهچاله را ماده چرخان در نظر بگیریم. تکانه زاویه‌ای به فضا - زمان اطراف یک سیاهچاله خصوصیت متفاوتی می‌دهد که در اثر آن مساله تکینگی را رفع می‌کند.

### (ج) مشاهده سیاهچاله‌ها

شما نمی‌توانید یک سیاهچاله منفرد را مشاهده کنید؛ می‌توانید آن را در اثر اندرکنشهایش با دیگر مواد آشکارسازی کنید. هر ماده در حال سقوط به طرف یک سیاهچاله انرژی جنبشی کسب کرده و گرم می‌شود، آنگاه یونیده شده و تابش الکترومغناطیسی گسیل می‌دارد. اگر دمای آن به چند میلیون درجه کلونین یا نظیر آن برسد، مواد پرتوهای X ساطع می‌کنند. یک سیاهچاله که در

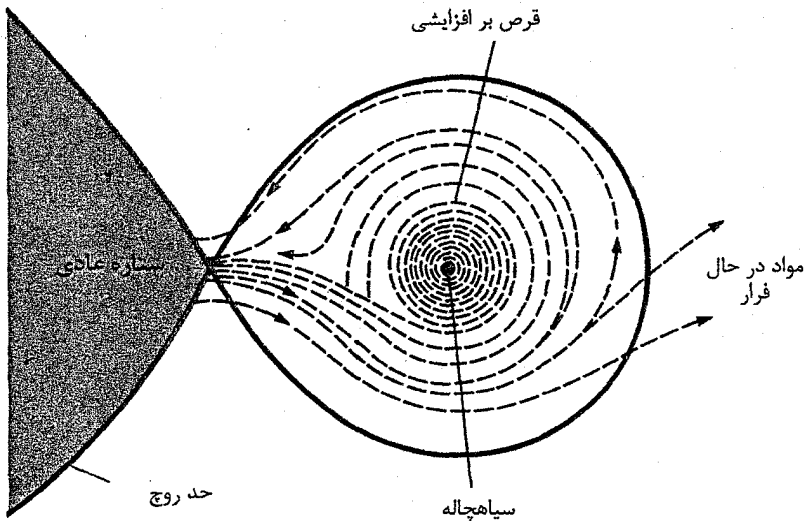
حال عبور از یک ابر بین ستاره‌ای است یا از نزدیک یک ستاره عبور می‌کند، می‌تواند مواد را به درون خود جارو کرده و تابش کند. اگر مواد برافزایشی در ابتدا مقداری تکانه زاویه‌ای داشته باشند، در اطراف سیاهچاله یک قرص شکل می‌دهند - یک قرص برافزایشی که منبع پرتوهای X می‌باشد [شکل (۱۷-۱۳)]. بنابراین، منابع پرتو X نامزدهای خوبی برای سیاهچاله‌ها هستند، که نمونه‌های خاصی از آنها را به طور مشروح در بخش (۱۸-۶) مورد بحث قرار خواهند گرفت.

بحث عمومی از این قرار است: تابندگی‌های منابع پرتو X کهکشانی در بازه  $10^{26}$  تا  $10^{31}$  ژول بر ثانیه قرار دارند. برای گسیل قوی، مثلاً در  $0.3 \text{ nm}$  ( $3 \times 10^{-10} \text{ m}$ )، دما در حدود  $10^7$  کلوین می‌باشد [قانون وین؛ بخش (۸-۶)]. برای تولید تابندگی  $10^{30}$  ژول بر ثانیه در این دما، یک شئی که مانند یک جسم سیاه تابش کند نیاز به شعاع تقریبی زیر دارد

$$R = \left( \frac{L}{4\pi\sigma T^4} \right)^{1/2}$$

$$\approx 10 \text{ km}$$

این مقدار در حدود شعاع یک ستاره نوترونی یا به ابعاد قرص برافزایشی اطراف یک سیاهچاله می‌باشد.



شکل ۱۷-۱۳. نمای طرح‌واره‌ای از یک قرص برافزایشی در اطراف یک سیاهچاله. قرص از مواد ستاره همدم یک دوتایی شکل می‌گیرد، که در این حالت، حد روج خود را پر کرده است.

با چه سرعتی ماده بایستی روی چنین شیئی سقوط کند تا تابندگی پرتو  $X$  تولید نماید؟ تصور کنید شیئی به جرم  $M$  و شعاع  $R$  دارای آهنگ برافزایش  $\frac{dm}{dt}$  می باشد. انرژی گرانشی تولیدی برابر است با

$$\frac{dE_{\text{grav}}}{dt} = \left(\frac{GM}{R}\right) \frac{dm}{dt}$$

اگر تمام این انرژی به تابش تبدیل شود (بازده = ۱۰۰٪)، این مقدار با تابندگی منبع  $L$  برابر خواهد شد. بنابراین، برای  $L = 10^{30} \text{ J/s}$ ،  $M = 1M_{\odot}$  و  $R = 10 \text{ km}$

$$L = \left(\frac{GM}{R}\right) \frac{dm}{dt}$$

یا

$$\begin{aligned} \frac{dm}{dt} &= \frac{RL}{GM} \\ &= \frac{(10^4)(10^{30})}{(6/7 \times 10^{-11})(2 \times 10^{30})} \\ &= 7/5 \times 10^{13} \text{ kg/s} \approx 10^{-9} \frac{M_{\odot}}{\text{year}} \end{aligned}$$

آهنگی از برافزایش که به سهولت در یک سیستم دوتایی نزدیک قابل دست یابی می باشد. البته، دست یافتن به تبدیل ۱۰۰٪ سخت خواهد بود، ولی برای تبدیل ۵۰٪ به دو برابر آهنگ برافزایش مورد بحث در قبل نیاز می باشد. نکته در این است که منابع پرتو  $X$  بهترین مظنونین برای در برگرفتن سیاهچاله ها می باشند.

## مفاهیم و معادلات کلیدی

اندازه پاشندگی

$$DM = \int_0^d n_e dl$$

$$t_x - t_1 = \frac{e^2}{2\pi m_e c} \left(\frac{1}{f_1^2} - \frac{1}{f_2^2}\right) DM$$

تابندگی ستاره نوترونی

$$L = \left(\frac{\Lambda}{5}\right) \pi^2 MR^2 P^{-2} \left(\frac{dP}{dt}\right)$$

شعاع شوارزشیلد

$$R = \frac{2GM}{c^2}$$

رابطه جرم - شعاع برای ستاره تبهگن غیرنسبیتی

$$P = K\rho^{5/3}$$

$$R = \frac{4\pi K}{G(4\pi/3)^{5/3} M^{1/3}}$$

انتقال به فرم زگرانشی (نسبیتی)

$$\frac{\lambda_f}{\lambda_i} = \left[1 - \frac{2GM}{Rc^2}\right]^{-1/2}$$



## مسائل

۱. (الف) قدر ظاهری یک کوتوله سفید  $m_v = 8/5$  و اختلاف منظر آن  $\pi = 0.2$  است. تصحیح تابش سنجی آن  $2/1$  - قدر و  $T_{\text{eff}} = 28000$  است. با فرض  $A_v = 0$  شعاع ستاره را محاسبه کنید. مقدار به دست آمده را با شعاع زمین مقایسه کنید.

(ب) شعاع یک ستاره نوترونی  $10 \text{ km}$  و  $T_{\text{eff}} = 5 \times 10^5$  است. تابندگی آن چقدر است؟  
(ج) یک ابر پیش ستاره‌ای با  $T_{\text{eff}} = 15 \text{ K}$  و  $R = (4 \times 10^4) R_{\odot}$  تشکیل می‌شود. مقدار  $L/L_{\odot}$  و نیز طول موج قله منحنی پلانک را برای آن بدست آورید.  
۲. انرژی جنبشی  $(mv^2/2)$  را برای هر یک از موارد زیر به دست آورید:

(الف) انفجار یک نواختر که جرم  $10^{-5} M_{\odot}$  را تا رسیدن به سرعت  $10^3 \text{ km/s}$  شتاب می‌دهد.

(ب) تشکیل یک سحابی سیاره‌نما که در آن  $0.1 M_{\odot}$  تا سرعت  $20 \text{ km/s}$  شتاب داده می‌شود.

(ج) انفجار یک ابرنواختر که جرم  $1 M_{\odot}$  را تا رسیدن به سرعت  $4 \times 10^3 \text{ km/s}$  شتاب می‌دهد.

چه مدت طول خواهد کشید که خورشید این انرژی‌ها را تابش کند؟

۳. یک ابر مادی، به هنگام سقوط به درون یک سیاه چاله، چه دمایی خواهد داشت؟ اگر این ابر به صورت یک جسم سیاه تابش نماید، در چه طول موجی قله خواهیم داشت؟ (از انتقال به قرمز گرانشی چشم‌پوشی کنید).

۴. شعاع شوارزشیلد را برای:

(الف) زمین

(ب) خورشید

(ج) یک خوشه کروی

(د) کهکشان خودی محاسبه کنید. متوجه چه روندی می‌شوید؟

۵. ستاره‌هایی با جرم  $1 M_{\odot}$  را در نظر بگیرید. چگالی متوسط جرمی را برای موارد زیر محاسبه کنید:

(الف) خورشید خودمان ( $R_{\odot} = 7 \times 10^5 \text{ km}$ )

(ب) یک کوتوله سفید ( $R = 10^4 \text{ km}$ )

(ج) یک ستاره نوترونی ( $R = 10 \text{ km}$ ). حال یک هسته  $^{12}\text{C}$ ، به شعاع  $r = 3 \times 10^{-15} \text{ m}$ ، را در نظر بگیرید و چگالی متوسط آن را حساب کنید. در مورد اهمیت نتایج به دست آمده بحث کنید!

۶. پیرترین کوتوله‌های سفید حدود  $10^{11}$  سال پیش با دمای اولیه حدود  $10^9 \text{ K}$  تشکیل شدند. دمای فعلی یک کوتوله سفید پیر با جرم بیشینه  $1/4 M_{\odot}$ ، شعاع  $7 \times 10^6 \text{ m}$ ، و سن  $1 \times 10^{11} \text{ year}$  را محاسبه کنید. برای سادگی، فرض کنید که چگالی در سراسر ستاره ثابت است. طول موج فعلی مربوط به شدت بیشینه این کوتوله "سفید" چیست؟ (راهنمایی: از آنجا که ستاره با تابشی به عنوان یک جسم سیاه سرد می‌شود، قرار دهید:

$$L = - (k \times dT/dt) (\text{چگالی تعداد ذرات}) (\text{حجم})$$

که در آن  $k$  ثابت بولتزمن است. برای حل این معادله با بردن تمام ترمهای مربوط به  $T$  به سمت چپ معادله، متغیرها را از هم جدا کنید و سپس انتگرال بگیرید.)

۷. تندی صوت برای یک گاز غیرنسبیتی که توسط  $c_s = (\Delta P / 3\rho)^{1/2}$  داده می‌شود، (که در آن  $P$  فشار و  $\rho$  چگالی است)، سرعتی است که در آن یک ستاره به محض تولید نوسانات، می‌تپد. تندی صوت و دوره تناوب تپ‌ها که تقریباً برابر با  $R/c_s$  است به صورت تابعی از جرم (برحسب واحد خورشیدی) برای یک کوتوله سفید غیرنسبیتی [معادله حالت  $P \approx (3/2 \times 10^6) \rho^{5/3}$  برحسب واحدهای SI] تعیین کنید. چگالی و فشار را ثابت فرض کنید. این مقیاس زمانی با دوره‌های تناوب سریعترین تپنده‌ها چگونه مقایسه می‌شوند؟ آیا تپنده‌ها ممکن است کوتوله‌های سفید در حال تپیدن باشند؟

۸. تپنده سحابی خرچنگ با تابندگی حدود  $1 \times 10^{31}$  وات تابش می‌کند و دارای دوره تناوب  $0.033$  ثانیه است. اگر  $M = 1/4 M_{\odot}$  و  $R = 1/1 \times 10^4 \text{ m}$  باشد، آهنگی را که دوره تناوب آن زیاد می‌شود ( $dP/dt$ ) تعیین کنید. چند سال طول خواهد کشید تا دوره تناوب دو برابر مقدار فعلی‌اش بشود؟ (راهنمایی: برای محاسبه بعدی لازم است بعد از جدا کردن تمام جملات شامل  $P$  در طرف چپ انتگرال بگیرید.)

۹. معادله (۱۷-۴) فرم‌گرایی امواج الکترومغناطیسی گسیل شده نزدیک یک شیء متراکم و سنگین را توصیف می‌کند. چون زمان در بسیاری از جنبه‌ها عکس بسامد است، می‌توانیم اثر تاخیر زمانی را توسط فرمول  $v_r/v_i = \Delta t' / \Delta t$  که در آن  $\Delta t'$  یک فاصله زمانی بین دو واقعه (مثلاً، تیک‌های متوالی یک ساعت) در چهارچوب مرجع، ناظر  $\Delta t$  فاصله زمانی بین

همان دو واقعه اندازه‌گیری شده توسط ناظر است، بیان کنیم. توجه کنید ساعتی که در یک میدان گرانشی قوی قرار گیرد، بسیار کندتر از ساعت معمولی که توسط یک ناظر دور مشاهده می‌شود کار می‌کند، در حالی که یک ساعت دور که توسط یک ناظر واقع در میدان گرانشی مشاهده می‌شود، بسیار سریعتر کار خواهد کرد.

(الف) توصیف کنید چگونه یک ناظر دور، وصف می‌کند که چگونه زمان وقایع (زمان بین وقایع، چه مدت وقایع طول می‌کشند و الی آخر) برای یک شیء در حال سقوط به داخل یک سیاه چاله تغییر می‌کند؟ آیا ناظر هرگز می‌بیند که شیئی شعاع شوارزشیلد را قطع کند؟ تفسیر کنید.

(ب) اکنون زمان وقایع دور را که توسط یک ناظر در حال سقوط به داخل یک سیاه چاله مشاهده می‌کند، توصیف کنید. ناظر همان طور که شعاع شوارزشیلد را قطع می‌کند چه چیزی را می‌بیند؟ آیا تناقضی در این جا وجود دارد؟ اگر چنین است، آیا شما می‌توانید آن را حل کنید؟

۱۰. یک نوترون وقتی در خارج از هسته اتمی باشد از طریق برهم کنش هسته‌ای ضعیف به پروتون، الکترون و پادنوترینو تلاشی می‌کند. اکنون تصور کنید که نوترون از هسته‌اش آزاد شده و در فاصله ۳ کیلومتری از مرکز یک سیاه چاله به جرم  $M \odot$  قرار دارد. چه مدت طول خواهد کشید تا تلاشی نوترون توسط یک ناظر دور اندازه‌گیری شود؟ (از عبارت داده شده در مساله قبل برای تاخیر زمانی استفاده کنید.)

۱۱. ستاره‌ای مشابه خورشید در یک سیستم دو تایی با یک سیاه چاله به جرم  $M_H$  قرار دارد. برای سهولت فرض کنید که چگالی ستاره یکنواخت و مدارش دایره‌ای شکل است. (الف) از معادله (۳-۹) برای به دست آوردن کمینه فاصله از سیاه چاله که ستاره با پستی برای پاره نشدن توسط نیروهای جزر و مدی داشته باشد، استفاده کنید.

(ب) در چه جرم سیاه چاله‌ای این فاصله کمینه کمتر از شعاع شوارزشیلد است؟ سیاه چاله‌های سنگین‌تر از این مقدار می‌توانند یک ستاره را تماماً ببلعند!

۱۲. فرض کنید که یک کوتوله قهوه‌ای تابندگی‌اش را از انقباض گرانشی به دست می‌آورد. جرم آن  $M \odot / 0.05$  و تابندگی‌اش  $L \odot \times 10^{-5}$  می‌باشد. اگر فرض کنیم که تابندگی آن ثابت بوده است (حتی هنگامی که ستاره شعاع بسیار بزرگتر داشته است)، چه مدت طول می‌کشد تا ستاره‌ای از این نمونه قبل از این که انقباض توسط فشار تبهگنی الکترون متوقف شود

- هنگامی که  $m \approx 9 \times 10^6 M^{-1/3}$  که  $M$  برحسب واحد خورشیدی است)، تابش کند؟
۱۳. یک ستاره نوترونی جوان نمونه دارای شعاعی حدود  $10^4 m$  و دمای تقریبی  $10^6 K$  است. (الف) تابندگی جسم سیاه چنین ستاره‌ای چقدر است؟ (ب) فاصله بیشینه‌ای که یک ستاره نوترونی با این خصوصیات خواهد داشت و هنوز توسط تابش جسم سیاه نوری اش آشکار می‌شود، چقدر است؟ یک حد قدر ۲۵ برای آشکارسازی و تصحیح تابش سنجی صفر برای آن توصیه می‌شود، توضیح دهید.
۱۴. یک ابر گاز داغ در مدار دایره‌ای کپلری به شعاع  $4 \times 10^4 m$  حول یک سیاه چاله به جرم  $10 M_{\odot}$  واقع است. نسبت بسامد مشاهده شده به بسامد سکون ( $\nu_f/\nu_i$ ) را در مقابل زمان یک دوره تناوب مداری یک خط نشری تابش شده توسط ابر، همچنان که توسط ناظری که صفحه مداری را به طور نیمرخ نگاه می‌کند، رسم کنید. هر دو اثر دوپلری معمولی و گرانشی را به کار برید و از فرمولهای نسبیتی استفاده کنید.
۱۵. یک دو قطبی مغناطیسی چرخان با دوره تناوب  $P$ ، با تابندگی متناسب با  $P^{-4}$  تابش می‌کند. (الف) نشان دهید که مدتی پس از شکل‌گیری اش، یک تپنده بر اساس قانون  $P \propto t^{1/2}$  (تقریباً) کند می‌شود. (ب) با استفاده از نتیجه قسمت (الف)، نشان دهید که تابندگی تپنده تقریباً به صورت  $L \propto t^{-2}$  کاهش می‌یابد.
۱۶. اختلاف بین زمان‌های رسیدن تپ در  $430$  و  $196 \text{ MHz}$  را برای تپنده خرنجنگ محاسبه کنید. سپس این اختلاف را با آنچه که برای سایر تپنده‌ها در جدول (۱۷-۱) سیاه‌بندی شده است، مقایسه کنید.
۱۷. با استفاده از اطلاعات بخش (۱۷-۲ د) و قانون سوم کپلر مجموع اجرام مولفه‌ها در سیستم دو تایی  $PSR + 0/65564$  را تعیین کنید.
۱۸. اگر خورشید در اثر فروریزش بدون از دست دادن تکانه زاویه‌ای اش به شعاع  $10 \text{ km}$  برسد، دوره تناوب چرخشی آن چقدر خواهد بود؟ نتیجه‌تان را با دوره‌های تناوب چرخش تپنده‌های شناخته شده مقایسه کنید.
۱۹. نیروی جزر و مدی جزئی (فصل ۳ را به بینید) وارد بر شخصی در فاصله  $3000$  کیلومتری از یک سیاه‌چاله  $10 M_{\odot}$  را حساب کنید. (فرض کنید که جرم شخص  $90 \text{ kg}$  و ارتفاع او  $2 \text{ m}$  است.)

۲۰. با بررسی معادله انتقال به قرمز گرانشی، بایستی به بینید که تاخیر زمانی نسبیتی مستقیماً به آن ارتباط دارد به شرطی که عوض طول موج بر حسب بسامد بنویسید. دو ساعت را در نظر بگیرید، یکی زمان  $T_1$  را در فاصله  $R_1$  از یک جرم و دیگری در فاصله  $R_2$  زمان را  $T_2$  نگه می‌دارد. آنگاه زمانها توسط رابطه زیر بهم مربوط می‌شوند

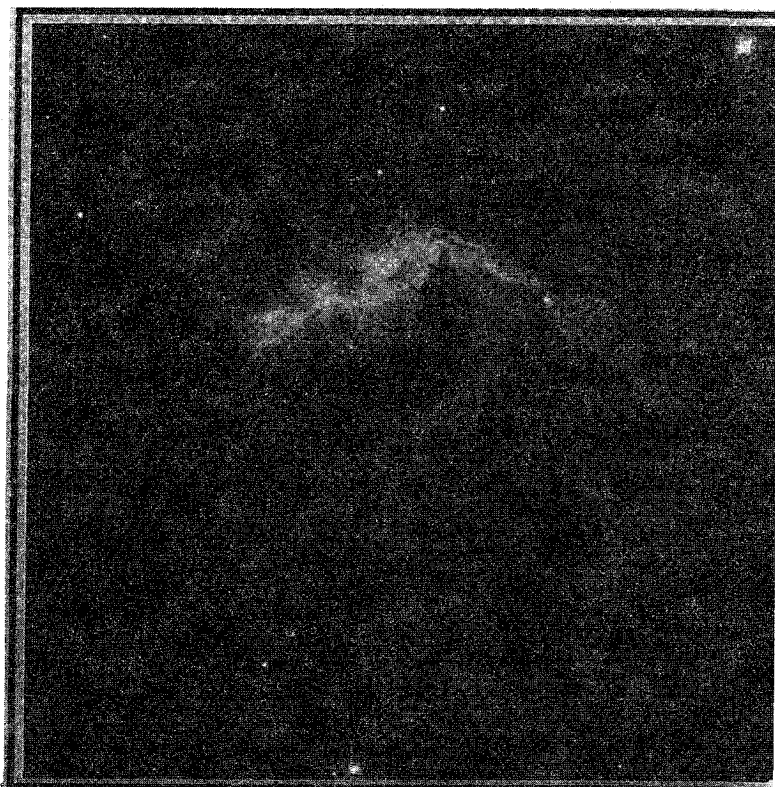
$$\frac{T_2}{T_1} = \left[ \left( 1 - \frac{2GM}{R_2 c^2} \right) / \left( 1 - \frac{2GM}{R_1 c^2} \right) \right]^{1/2}$$

(الف) دو ساعت را برای حالتی که یکی در سطح یک ستاره نوترونی و دیگری در فاصله بسیار دوری است، مقایسه کنید.

(ب) دو ساعت را برای حالتی که یکی در سطح یک کوتوله سفید و دیگری در فاصله بسیار دوری است، مقایسه کنید.

(ج) دو ساعت را برای حالتی که یکی درست خارج از شعاع شوارزشیلد یک سیاهچاله به جرم  $3M_{\odot}$  و دیگری در فاصله بسیار دوری است، مقایسه کنید.

### ستارگان متغیر و غیر طبیعی



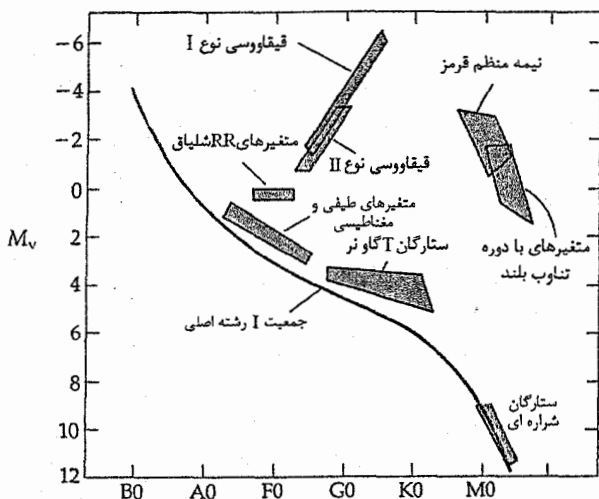
در فصول ۱۶ و ۱۷ ساختار و تحول اکثریت ستارگان مشاهده شده که ستارگان معمولی با تغییر آرام بودند را مورد بحث قرار دادیم. ما به تحول سریع و تماشایی ستارگان در حال تغییر اشاره کردیم و متذکر شدیم که اغلب ستارگان معمولی در طول حیات خود چنین مراحل را طی می‌کنند. بعضی از ستارگان شامل بادهای ستاره‌ای قوی و جوهای گسترده‌ای می‌باشند. دیگر ستارگان سبب تغییرات در درونشان می‌شوند. این فصل ویژگیهای فیزیکی و رصدی ستارگان متغیری را ارائه می‌دهد که مراحل ویژه ستاره‌ای را طی می‌کنند و پدیده‌های گوناگون اختر فیزیکی ستارگان را توضیح می‌دهد.

## ۱۸-۱ نامگذاری ستارگان متغیر

ستارگان متغیری که عمدتاً مورد توجه هستند متغیرهای ذاتی می‌باشند، نامی که برای جدا کردن آنها از متغیرهای هندسی - متغیرهای غیر ذاتی - (مانند ستارگان دو تایی گرفتی) به کار می‌رود. متغیرهای ذاتی را می‌توان تقریباً به دو رده تقسیم کرد: (۱) ستارگان تپنده که جو آنها به طور متناوب متقبض و منبسط می‌شود، و (۲) متغیرهای بسیار شدید یا انفجاری که رفتارشان ناگهانی و سریع تغییر می‌کنند. ستارگان تپنده شامل قیقاووسی‌ها، ستارگان RR شلیاق، ستارگان نامنظم RV گاو، و ستارگان میرا با دوره تناوب طولانی می‌باشند. نواخترها، نواخترهای کوتوله و ابر نواخترها متغیرهای منفجر شونده هستند. متغیرهایی که کاملاً در هیچیک از دو رده فوق قرار نمی‌گیرند، شامل ستارگان شراره‌ای، ستارگان گاو، متغیرهای طیفی، و ستارگان مغناطیسی می‌باشند. جداول (۱-۱۸) تا (۱۳-۱۸) فهرست مهمترین نمونه‌های ستارگان متغیر را نشان می‌دهند و شکل (۱-۱۸) مواضع کلی آنها را در نمودار H-R نمایش می‌دهد.

یک ستاره منفرد در مدت تحول تدریجی خود ممکن است از چندین مرحله از تغییرات عبور نماید. ستاره‌ای با یک جرم خورشیدی ممکن است قبل از مستقر شدن در رشته اصلی در آغاز یک ستاره T گاو باشد، سپس بعد از مدتی مثل ستاره RR شلیاق پس از عبور از حالت غولها، ممکن است تپنده شود. در مراحل بعدی تحول، ستارگان سنگین همانند متغیرهای قیقاووسی بعد از حالت غولها یا ابرغولها مشاهده می‌شوند. برای این که یک ستاره سنگین به یک کوتوله سفید تبدیل شود باید بسیاری از جرم خود را از دست بدهد و ممکن است تبدیل به غول قرمز، سحابی سیاره نما، یا یک ابرغول بشود.

ستاره‌شناسان برای مشخص کردن ستارگان متغیر (ذاتی یا هندسی)، یک مجموعه اصطلاحات ویژه ابداع کرده‌اند. به هر ستاره متغیر یک حرف بزرگ نسبت داده می‌شود که توسط فهرست نام صورت فلکی (ضمیمه ۲) همان طور که متغیر اتفاق می‌افتد، دنبال خواهد شد. حروف بزرگ به دنبال یک رشته الفبائی بنا نهاده شده که بر اساس ترتیب کشف مرتب شده‌اند: اولین متغیر کشف شده در یک صورت فلکی معین با R نمایش داده می‌شود، بقیه الفباء تا Z برای متغیرهای کشف شده بعدی مورد استفاده قرار می‌گیرند. بعد از Z، حروف دوگانه به این ترتیب استفاده می‌شوند: RR، RS تا RZ، SS، ST تا SZ و... ZZ. سپس به ابتدای الفباء بر می‌گردیم (حرف J حذف می‌شود تا از اشتباه آن با I اجتناب شود): AA، AB تا AZ، BB، BC تا BZ، ... QZ. اگر متغیرهای بیشتری در یک صورت فلکی موجود باشند آن را مجدداً با



شکل ۱۸-۱. مکانهای ستارگان متغیر منتخب بر روی نمودار H-R (برگرفته شده از نمودار ترسیم شده توسط جی. پی. کاکس<sup>۱</sup>)

اعدادی که با  $V335$  شروع می شود (V بجای متغیرها)، مرتب می کنیم، همچنین حروف تنها و دوگانه برای متغیرهای  $334$  به کار می روند. چند نمونه از ستاره های متغیر معرفی شده عبارتند از (در این رشته)، R تک شاخ، T گاو، RR شلیاق، UV قطبی، AG اسب بالدار، BF مرغ،  $V378$  شکارچی، و  $V999$  سهم.

البته، تاکنون این سیستم شامل نواختران نمی باشد؛ و هر یک به آسانی به وسیله نام صورت فلکی و سال وقوع آن معرفی می شود (مانند نواختر عقاب ۱۹۱۸ م). نواخترها را از سال ۱۹۲۵ م. با نشانه های ستاره متغیر مشخص می کنند، نظیر RR سیمرغ، و DQ هرگول. امروزه حتی نواخترهای قدیمی تر چنین علائمی گرفته اند، به طوری که نواختر عقاب ۱۹۱۸ م. نیز به صورت  $V603$  عقاب شناخته شده است.

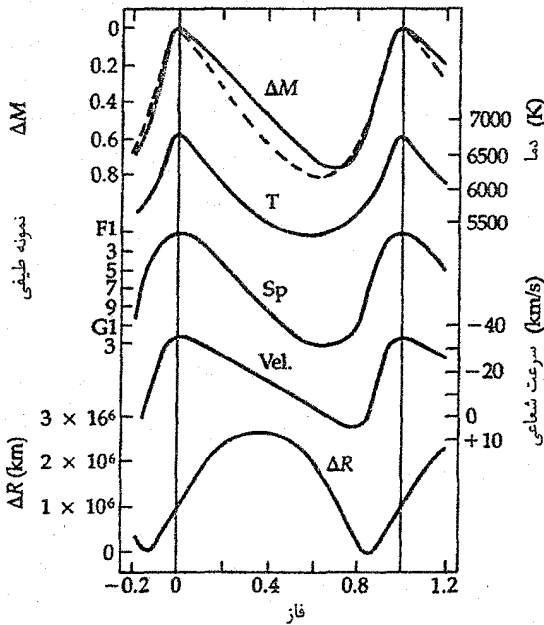
ستاره های متغیری که به اندازه کافی روشن هستند که با یک نام ویژه یا یک حرف یونانی معرفی گردند، مجدداً نامگذاری نمی شوند. بنابراین، گفته می شود که بتاشلیاق، دلتا قیقاووسی و الغول داریم که همه آنها متغیرهای شناخته شده شبه نمونه ای از دسته های ستاره ای شان می باشد.



## ۱۸-۲ ستارگان تپنده

## (الف) مشاهدات

مهمترین ستارگان تپنده متغیرهای قیقاووسی هستند. روشنایی منحنی های نوری ستارگان تپنده دستخوش تغییرات پیوسته ای می شوند. طیف ستارگان تپنده نیز به طور متناوب تغییر می کند، که این تغییر به تغییرات دمای سطحی ستاره ای که ممکن است در بازه تمام رده طیفی قرار گیرد، مربوط می شود. خطوط طیفی، انتقالات دوپلری متغیری را نشان می دهد که ممکن است از منحنی های سرعت شعاعی (برای جو ستاره) استنتاج شده باشند. از سرعت های تناوبی در می یابیم که ستارگان متغیر متناوباً منبسط و منقبض می شوند؛ تغییرات در شعاع را می توانیم اندازه بگیریم [شکل (۱۸-۲)].



شکل ۱۸-۲. خصوصیات مشاهده شده یک ستاره تپنده. تغییرات با فاز منحنی سرعت شعاعی برای تغییرات در قدر (خط چین برای یک شعاع ثابت)، دما، نمونه طیفی، سرعت شعاعی و شعاع. (برگرفته شده از نمودار دبل یو بکرز<sup>۱</sup>)

به طور کلی مشخصه‌های توصیف شده در این قسمت مربوط به همه ستارگان تپنده می‌باشد. جدول (۱۸-۱) را که در آن اشکال برجسته و مشخصه‌های جمعیت چند نمونه از ستارگان تپنده خلاصه شده است را به دقت مطالعه کنید.

ستارگان قیقاووسی و RR شلیاق در ناحیه‌ای از نمودار H-R به نام نوار ناپایداری قرار دارند. همان گونه که ستارگان جمعیت II کم جرم ( $0.5M_{\odot}$  تا  $0.7M_{\odot}$ ) این نوار را در خلال فاز هسته هلیوم سوز قطع می‌کنند آنها ناپایدار و تپنده می‌شوند، اینها ستارگان RR شلیاق هستند. ستارگان جمعیت I با جرم ۳ تا  $18M_{\odot}$  نیز ناحیه بالای این نوار را در خلال فاز هسته هلیوم سوز قطع می‌کنند و با تپیدن به قیقاووسی‌ها تبدیل می‌شوند.

جدول ۱۸-۱ بعضی از دسته‌های ستارگان تپنده

نوع	پیش نمونه	$M_p$	رده طیفی	گستره دوره تناوب	خصوصیت دوره تناوب
قیقاووسی‌های کلاسیکی	$\delta$ قیقاووس	۰/۵ تا -۶	F۶ تا K۲	۱ روز تا ۵۰ روز	۵ روز تا ۱۰ روز
قیقاووسی‌های جمعیت II (W سنبله)	W سنبله	۰ تا -۳	F۲ تا G۶	۲ روز تا ۴۵ روز	۱۲ روز تا ۲۸ روز
ستارگان RR شلیاق	RR شلیاق	۱ تا ۰/۵	A۲ تا F۶	۱/۵ ساعت تا ۲۴ ساعت	۰/۵ روز
متغیرهای بادوره تناوب بلند (میرا)	O نهنگ	۱ تا -۲	M۱ تا M۶	۱۳۰ روز تا ۵۰۰ روز	۲۷۰ روز
ستارگان RV گاو	RV گاو	-۳	K, G	۲۰ روز تا ۱۵۰ روز	۷۵ روز
ستارگان بتا کلب اکبر	$\beta$ کلب اکبر	-۳	B۱ و B۲	۴ ساعت تا ۶ ساعت	۵ ساعت
ستارگان قرمز نیمه منظم	$\alpha$ هرکول	۱ تا -۳	K, M, R, N, S	۱۰۰ روز تا ۲۰۰ روز	۱۰۰ روز
قیقاووسی‌های کوتوله	$\delta$ اسکوتی	۴ تا ۲	A تا F	۱ ساعت تا ۳ ساعت	۲ ساعت

### (ب) ساز و کار یک تپش

یک ستاره می‌تپد، زیرا در تعادل هیدرواستاتیکی نیست؛ نیروی گرانی روی جرم خارجی ستاره که کاملاً به وسیله فشار داخلی متعادل نیست، وارد می‌شود [بخش (۱۶-۱)]. اگر ستاره‌ای در اثر افزایش فشار گاز منبسط شود، چگالی ماده (و فشار) کاهش می‌یابد تا به نقطه تعادل هیدرواستاتیکی برسد و به سمت بالا پرتاب شود (به دلیل تکانه انبساط). سپس، گرانی حکمفرما شده و ستاره شروع به انقباض می‌کند. تکانه مواد در حال سقوط، انبساط را در ورای

نقطه تعادل حمل می‌کند. بدین ترتیب، دوباره فشار افزایش یافته و چرخه نیز به صورت اول تکرار می‌شود. در خلال چنین تپشی انرژی از بین می‌رود (قابل قیاس با اتلافهای اصطکاک) و سرانجام این اتلاف انرژی میرائی تپشها را به دنبال خواهد داشت. عمومیت و نظم ستاره‌های تپنده بر تبدیل انرژی اتلاف شده به طریقی دیگر دلالت می‌کنند.

آهنگی که انرژی از درون ستاره به بیرون منتقل می‌شود می‌تواند توسط یک فرآیند میرائی تغییر کند. کدروی داخلی مستقیماً بر مقدار انرژی تابشی جذب شده اثر می‌گذارد؛ بنابراین، یک تغییر کدروی مانند یک سوپاپ عمل خواهد کرد. هنگامی که جو یک ستاره شفاف است، تابش آزادانه شارش می‌یابد و ستاره روشن می‌شود. هنگامی که کدروی بیشتر است و از فرار تابش جلوگیری می‌کند، ستاره کم نور می‌شود. اگر ستاره در زمان بیشترین کدروی متراکم شده باشد، تابش اضافی میرا می‌شود و فشاری بر لایه‌های خارجی ستاره وارد می‌کند؛ این فرآیند انرژی لازم برای ادامه تپشها را فراهم می‌آورد. جو ستارگان تپنده دارای منطقه‌ای است که در آن کدروی زیاد می‌شود، زیرا هلیوم یکبار یونیده تابش فرابنفش را جذب می‌کند تا به دوبار یونیده تبدیل شود. ناحیه یونیدگی  $He^+$  (گاهی اوقات منطقه یونیدگی جزئی  $He$  نامیده می‌شود) سردتر از نواحی اطراف است، زیرا معمولاً انرژی به کار رفته برای گرم کردن گاز جهت یونیدگی آن به کار می‌رود. منطقه یونیدگی هلیوم در پایداری جو ستاره شرکت می‌کند و بنابراین تپشها دائمی می‌شوند. (مناطق یونیدگی دیگر عناصر نظیر H و C می‌توانند به روش مشابهی عمل کنند.)

ستارگان تپنده در نواحی کاملاً تعریف شده نمودار H-R قرار می‌گیرند [شکل (۱۸-۱)؛ به عبارتی، این مشاهده می‌تواند برحسب عمق منطقه یونیدگی  $He^+$  توضیح داده شود. این عمق به ساختار ستاره وابسته است که در واقع تابع مرحله‌ای از توسعه ستاره است. هنگامی که این منطقه در عمق زیاد قرار گیرد، عمل سوپاپ برای غلبه بر میرائی کافی نیست. هنگامی که این ناحیه کم عمق است، عمل میرائی کفایت نمی‌کند و تپشها نیروی لازم را تامین نمی‌کنند. قانون دوره تناوب - تابندگی (قسمت بعدی) قادر است هر ستاره‌ای را که در این ساز و کار سوپاپ میرائی ناپایدار می‌شود، برحسب موقعیت آن در نمودار H-R توضیح دهد.

به طور کلی، بدون توجه به سازوکار تپش، می‌توانیم دوره تناوب تپش ستاره را به میانگین چگالی آن مربوط کنیم. بعد از پیشینه انبساط، لایه‌های ستاره به طرف داخل سقوط آزاد می‌کنند. این سقوط را همانند یک حالت خاص حرکت مداری - در امتداد یک خط راست - در نظر می‌گیریم. بنابراین، این گازها از قانون کپلر پیروی می‌کنند

$$\frac{P^2}{R^3} = 4\pi^2 / GM$$

که  $P$  دوره تناوب تپش،  $R$  شعاع ستاره، و  $M$  جرم آن است؛ بنابراین،

$$P^2 \propto R^3 / M$$

اما

$$M \propto \langle \rho \rangle R^3$$

که  $\langle \rho \rangle$  چگالی متوسط است. سپس

$$\begin{aligned} P^2 &\propto \frac{R^3}{\langle \rho \rangle R^3} \\ &\propto \frac{1}{\langle \rho \rangle} \end{aligned}$$

بنابراین

$$P \langle \rho \rangle^{1/2} = \text{ثابت} \quad (1-18)$$

سپس، نسبت دوره‌های تناوب تپش برای دو قیفاووسی مختلف به طور معکوس با نسبت

ریشه‌های دوم چگالی متوسط آنها

$$\frac{P_A}{P_B} = \left( \frac{\langle \rho_B \rangle}{\langle \rho_A \rangle} \right)^{1/2}$$

متناسب است که به طور تقریبی به این صورت دیده شده است.

## کاربرد مفهومی

### ستارگان تپنده

اگر ستاره‌ای نظیر یک جسم سیاه تابش کند، می‌دانیم که

$$L \propto R^2 T_{\text{eff}}^4$$

سپس اگر یک ستاره تپنده در دو زمان مختلف مشاهده شود

$$\frac{L_1}{L_2} = \left( \frac{R_1}{R_2} \right)^2 \left( \frac{T_1}{T_2} \right)^4$$

با تبدیل آن به قدر، داریم

$$m_{\text{bol}}(2) - m_{\text{bol}}(1) = 5 \log \left( \frac{R_1}{R_2} \right) + 10 \log \left( \frac{T_1}{T_2} \right)$$

توجه کنید که برای پیدا کردن نسبت شعاعها تنها به نسبت دماهای موثر احتیاج می‌باشد.

### (ج) رابطه دوره تناوب - تابندگی

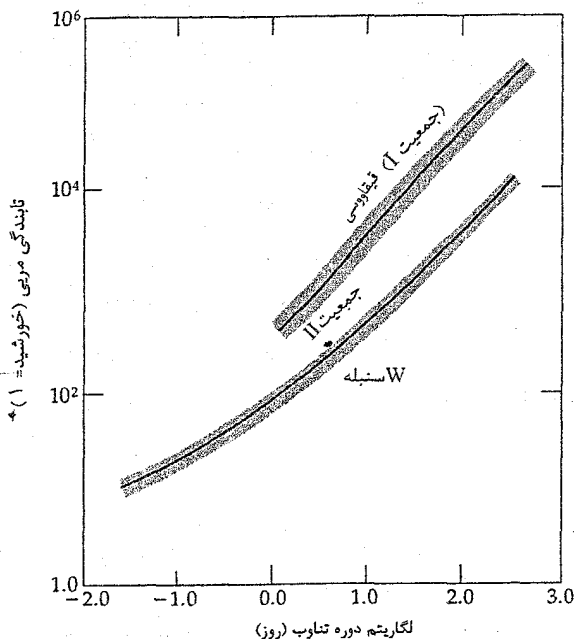
قیقاووسی‌ها رابطه مهمی را بین دوره تناوب و تابندگی نشان می‌دهند: دوره تناوب تپش یک قیقاووسی متغیر مستقیماً با شدت متوسط آن مربوط است. برای اولین بار این رابطه از این متغیرها در ابرهای ماژلانی که یک جفت کهکشان کوچک نزدیک به کهکشان خودی در آسمان شب نیمکره جنوبی قابل رویت است، کشف شد. با یک تقریب خوب، شما می‌توانید تمام ستاره‌ها را در هر ابر ماژلانی در فاصله یکسانی از ما در نظر بگیرید. هنریتالیویت<sup>۱</sup> که در سال ۱۹۱۲ م. در دانشگاه هاروارد کار می‌کرد، پی برد که هر چه دوره تناوب قیقاووسی متغیر طولانی‌تر باشد، قدر ظاهری متوسط آن، (و بنابراین تابندگی، چون ستارگان در فاصله یکسانی از ما هستند) درخشان‌تر است. هارلوشاپلی<sup>۲</sup> اهمیت این رابطه دوره تناوب - تابندگی ( $P-L$ ) را تشخیص داد و سعی کرد که نقطه صفر را پس از شناخت دوره تناوب یک قیقاووسی که بلافاصله دلالت بر تابندگی (قدر مطلق) آن می‌کند، بیابد. نمایش این درجه‌بندی به علت کمیابی نسبی قیقاووسی‌ها و فواصل زیادشان، مشکل است. هیچیک به اندازه کافی نزدیک نیستند تا اجازه دهند اختلاف منظر مثلثاتی آنها تعیین شود. بنابراین، شاپلی مجبور بود به روش غیردقیق نسبی اختلاف منظرهای آماری متوسل شود. سپس نقطه صفر برای تعیین فواصل کهکشانهای بسیار دیگری به کار می‌رود. این فواصل به عنوان داده‌های دقیق و جدید که در دسترس می‌باشند، تجدید شده‌اند. اکنون، بیست ستاره که فواصلشان به طور معقولی معلوم است (زیرا آنها در خوشه‌های باز قرار دارند) به عنوان درجه‌بندی کننده‌ها برای رابطه ( $P-L$ ) در کهکشان راه شیری به کار می‌روند.

کار اضافی نشان داد که دو نمونه از قیقاووسی‌ها وجود دارند که هر یک تقریباً رابطه ( $P-L$ ) موازی و جداگانه خود را دارا می‌باشند [شکل (۱۸-۳)]. قیقاووسی‌های کلاسیک روشترین جمعیت I می‌باشند و در بازوهای مارپیچی پیدا می‌شوند. قیقاووسی‌های جمعیت II نیز به عنوان ستارگان  $W$  سنبله بعد از پیش نمونه‌هایشان شناخته می‌شوند که در خوشه‌های گروهی و دیگر سیستم‌های جمعیت II پیدا می‌شوند. قیقاووسی‌های کلاسیک دارای دوره‌های تناوبی در گستره ۱ تا ۵۰ روز (به طور نمونه ۵ تا ۱۰ روز) و در گستره رده طیفی F۶ تا K۲ قرار دارند. دوره تناوب قیقاووسی‌های جمعیت II از دو تا ۴۵ روز (به طور نمونه، ۱۲ تا ۲۰ روز) تغییر می‌کند و رده طیفی آنها در گستره F۲ تا G۶ قرار دارد. قیقاووسی‌های جمعیت I و II هر دو

منظم یا تناوبی و متغیر می‌باشند؛ تغییر آنها در تابندگی نسبت به زمان از یک چرخه منظم تبعیت می‌کند. تا امروز، رابطه دوره تناوب - تابندگی به درجه‌بندی قیقاووسی‌های جمعیت I در ابر ماژلان بزرگ (LMC؛ یک کهکشان همدم برای کهکشان راه شیری) وابسته می‌باشد که برای قرمزشدگی  $E(B-V) = 0.1$  مدول فاصله ۱۸/۵ قدر در امتداد خط دید را دارا می‌باشد. سپس در نوار  $V$

$$M_V = -2.76 (\log P - 1) = 4.16 \quad (2-18)$$

که  $P$  دوره تناوب و برحسب روز است. با این درجه‌بندی، روابط  $P-L$  به عنوان ابزاری اساسی برای پیدا کردن فواصل کیهانی بکار می‌رود. (انتظار داریم این درجه‌بندی بر اساس داده‌های هیپاراکوس<sup>۱</sup> تجدید شود. نتایج اولیه پیشنهاد می‌کنند که قیقاووسی‌ها حدود ۲۰٪ روشنتر از نقطه صفر فعلی می‌باشند.)



شکل ۱۸-۳. رابطه دوره تناوب - تابندگی برای قیقاووسی‌ها. توجه کنید که دو رابطه وجود دارد، یکی برای ستارگان جمعیت I و یکی برای ستارگان جمعیت II.

ستارگان RR شلیاق نیز متغیرهای تناوبی می باشند. گاهی اوقات به علت فراوانی شان در خوشه های کروی، متغیرهای خوشه ای نامیده می شوند. تابندگی این ستارگان (بعد از پیش نمونه شان RR شلیاق نام گذاری شدند که دوره تناوبشان  $13/6$  ساعت است) با دوره تناوبهای  $1/5$  تا  $24$  ساعت (نوعاً  $12$  ساعت) تغییر می کند. این ستارگان جمعیت II هستند (اگر چه بعضی از آنها دارای فراوانی فلزی بالایی هستند) که رده طیفی شان در گستره A2 تا F6 می باشد و دارای تابندگی حدود صد برابر تابندگی خورشید هستند. حدود  $5000$  ستاره RR شلیاق شناخته شده اند. توجه کنید که ستارگان RR شلیاق دارای رابطه  $P-L$  می باشند، اساساً همه آنها بدون توجه به دوره تناوب دارای تابندگی یکسان (قدر مطلق حدود  $0/5$ ) می باشند.

### (د) متغیرهای قرمز با دوره تناوب طولانی

متغیرها با دوره تناوب طولانی که بعد از پیش نمونه شان متغیرهای میرا نامیده می شوند، تغییر بسیار زیادی در نور مرئی نشان می دهند، زیرا سرد هستند (حدود  $2000K$ ) بنابراین، بیشتر تابش آنها در فروسرخ قرار دارد. مولکولها و گرد و غبار در این دماهای پائین می توانند وجود داشته باشند و سبب شکل گیری یک پرده در سطح ستاره می شوند؛ همان طور که دما زیاد می شود، این مولکولها تجزیه شده و تابش بیشتری می تواند به پرده نفوذ کند. متغیرهای قرمز دارای چرخه های نامنظم تغییر نور تا چند قدر می باشند که از  $100$  تا  $700$  روز طول می کشند. آنها شامل ستارگان هر دو جمعیت I و II با رده های طیفی K و M و تابندگیهای تقریبی  $100$  برابر خورشید می باشند؛ اینها غولهای قرمز و ابرغولها می باشند. متغیرهای قرمز با دوره تناوب طولانی در ناحیه ای از نمودار H-R واقع اند که در آن پوسته سوزی هلیوم اتفاق می افتد. علت تپشهای نامنظم آنها هنوز شناخته شده نیست.

### ۱۸-۳ متغیرهای غیر تپنده

بعضی از متغیرهای عجیب، ستارگان تپنده نیستند؛ در این جا به طور اختصار آنها را یادآوری می کنیم. این متغیرها شامل ستارگان T گاو می باشند که تصور می شود ستارگان با جرم خورشید پیش رشته اصلی باشند؛ ستارگان شراره ای که به رشته اصلی رسیده اند، اما فعالیت ستاره ای شبیه به آنچه بر روی خورشید مشاهده می شود، نشان می دهند؛ متغیرهای مغناطیسی که در اواخر فاز تحولی هستند، و ستارگان RS سگهای تازی که ستارگان شبیه به خورشید تحول یافته از رشته اصلی می باشند.

## (الف) ستارگان T گاو

ستارگان T گاو ستارگان پیش رشته اصلی می باشند. در این مرحله از تحول ستاره‌ای، این ستارگان کم جرم ( $0.2M_{\odot}$  تا  $2M_{\odot}$ ) دارای منطقه همرفت وسیعی می باشند و فعالیت مغناطیسی سطحی آن‌ها (احتمالاً توسط همرفتی و چرخش ایجاد شده است) شدید است. (چند نمونه از ستارگان T گاو مشهور به داشتن نواحی فعال، تاریک، و بزرگی در شید سپهرشان که ناشی از مدوله شدن چرخشی نور آنها می باشد، هستند). فعالیت طیفی شامل گسیل در خطوط بالمر هیدروژن، همچنین گسیل از کلسیم یونیده و فلزات دیگر می باشد؛ اینها احتمالاً از رنگین سپهر فعال سرچشمه می گیرند. بعضی از طیفهای T گاو نیز خطوط ممنوعه که مشخصه سحابی‌های گازی است را نشان می دهد که دلالت بر وجود سحابی اطراف می کنند. طیفهای اساسی این ستارگان معمولاً طیفهای نمونه F تا M می باشند. بعضی از ستارگان T گاو توسط مواد اطراف ستاره‌ای پوشیده شده است؛ دیگر ستارگان بدون پوشش بنظر می رسند، بنابراین می توانیم شید سپهر آنها را مستقیماً به بینیم.

مشاهدات با تلسکوپهای پرتو X نشان می دهند که بعضی از ستارگان T گاو به سرعت و با شدت در پرتوهای X با ضریبی از مرتبه ۱۰۰ در طول یک روز، افت و خیز می کنند. این انفجارات بسیار شبیه با شراره‌های وابسته به نواحی فعال شیدسپهری می باشند.

در بسیاری از لحظات، ستارگان T گاو در مجاور یا درون ابرهای گرد و غباری بین ستاره‌ای یافت می شوند، که ستاره‌شناسان آنها را ابرهای تاریک می نامند. آنهایی که به طور نوری مرئی هستند در لبه‌های این ابرها در جایی که خاموشی حداقل است، به نظر می رسند. مشاهدات فروسرخ مابقی را در درون ابر نشان می دهند.

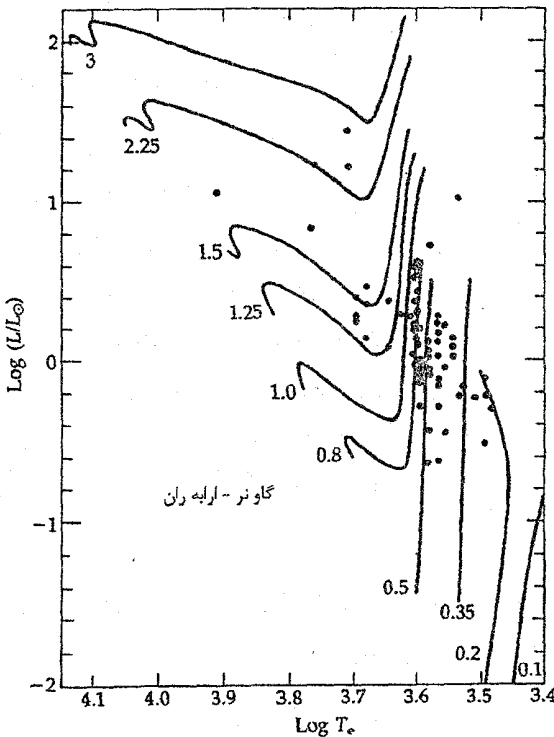
موقعیت ستارگان T گاو بر روی نمودار H-R درست بالا و به طرف راست رشته اصلی می باشد، درست جایی که انتظار داریم ستارگان پیش رشته اصلی را پیدا کنیم [شکل (۱۸-۴)].

T گاو و اجرام وابسته به آن به طور قوی در ناحیه فروسرخ تابش می کنند که این از دیدار مربوط به ابر گرد و غباری اطراف یا قرص است که قسمت عمده تابش طول کوتاه ستاره را جذب کرده و سپس در طول موجهای فروسرخ گسیل می دارند. این گرد و غبار ممکن است باقی مانده موادی باشد که پیش ستاره از آن شکل گرفته است یا ماده‌ای باشد که از ستاره به هنگام فروریزش آن به اطراف پراکنده شده است. خیلی از مواقع، مشاهدات چند طول موجی قرصی از مواد به شعاع چند صد AU را نشان می دهد که ستاره T گاو را احاطه کرده است. اینها به احتمال زیاد



ممکن است محل‌های شکل‌گیری سیاره‌ای توسط فرآیند برافزایش باشند.

مشاهدات فروسرخ و رادیویی مشخص می‌کنند جرمی که از ستارگان T گاو به خارج جریان می‌یابد (بادهای ستاره‌ای) تقریباً  $10^{-7}$  تا  $10^{-8}$  برابر جرم خورشیدی در سال است. در حقیقت، جریان به خارج جرم تقریباً به تمام اجرام پیش ستاره‌ای و پیش رشته اصلی مربوط است. خیلی اوقات، شارش‌ها در یک محور چرخش و دوقطبی می‌باشند. چنین اجرام ستاره‌ای پیش رشته اصلی تحت نام عمومی اجرام ستاره‌ای جوان (YSO) قرار می‌گیرند. بادها ممکن است به خوبی قرصهای اطراف ستاره‌ای را بهم بریزند و یک منطقه آشفته اندرکنشی را بوجود آورند.



شکل ۱۸-۴. نمودار H-R برای بعضی از ستارگان T گاو. ستارگان مشاهده شده در ناحیه اریابه ران - گاو نر با مسیرهای تحولی نظری علامت‌گذاری شده توسط جرم رسم شده‌اند. [گرفته شده از نمودار ترسیم شده توسط ام. کهن و ال. وی. کوهی]

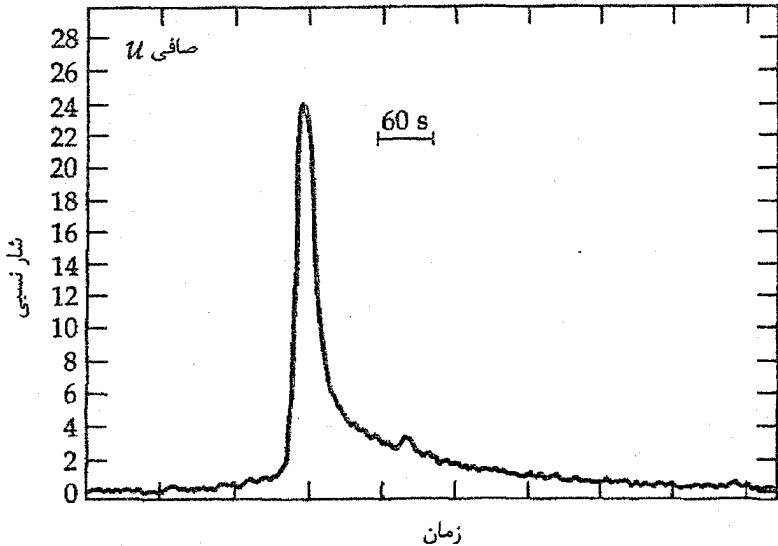
## (ب) ستارگان شراره‌ای

شراره‌های خورشیدی یکی از پرنرژی‌ترین و برجسته‌ترین آثار فعالیت خورشیدی می‌باشند. باید شراره‌هایی بر روی ستارگان دیگر  $G$  وجود داشته باشند، اما مقدار انرژی تابش شده حتی توسط بزرگترین شراره‌های خورشیدی در مقایسه با کل تابش ستاره‌ای کوچک است. مع‌ذالک، بر روی یک ستاره کوتوله  $M$  که بسیار کمتر از خورشید تابش می‌کند، یک شراره با انرژی یک شراره بزرگ خورشیدی منجر به افزایش دوبرابر در روشنایی می‌شود! در حقیقت، بعضی از ستارگان رشته اصلی سرد در فواصل نامنظم با روشن شدن چند قدر در ثانیه شراره‌دار می‌شوند. منحنی‌های نوری آنها با منحنی‌های نوری مربوط به شراره‌های خورشیدی مشابه هستند، شیب به طرف پایین آنها کم و بیش آهسته‌تر از به طرف بالاست [شکل (۱۸-۵)]. با الحاق مشاهدات رادیویی و نوری، مشاهده‌کنندگان دریافتند که بعضی از این ستارگان شراره‌ای به طور همزمان با شراره‌ها انفجارات رادیویی گسیل می‌دارند.

انرژی کل شراره‌ها از ستارگان کوتوله  $M$  در بازه  $۱۰^{۲۱}$  تا  $۱۰^{۲۷}$  ژول و برای ستارگان در نوار  $B$  تابندگیها در بازه  $۱۰^{۲۱}$  تا  $۱۰^{۲۶}$  وات قرار دارند. تابندگی نوار  $B$  خورشید حدود  $۲ \times ۱۰^{۲۶}$  وات است. اگر چه شراره‌های ستاره‌ای پرنرژی‌تر هستند و دارای زمان بالا رفتن بیشتری از شراره‌های خورشیدی می‌باشند، این فرآیند احتمالاً مشابه است با: آزادسازی ذرات به دام افتاده به طور مغناطیسی در تاج. همچنین در مورد خورشید، اکثر انرژی به صورت پرتوهای  $X$  به خارج می‌رود، اما بسیار پرنرژی‌تر. مثلاً، شراره‌ها از ستارگان کوتوله  $M$  دارای یک بیشینه تابندگی در پرتوهای  $X$  حدود  $۱۰^{۲۴}$  وات (در مقایسه با  $۱۰^{۲۰}$  وات برای خورشید) می‌باشد. ممکن است این حالت، حالتی باشد که تمام ستارگان در خلال تحول پیش ستاره‌ای به فاز شراره، وارد می‌شوند.

## (ج) متغیرهای مغناطیسی

ستارگانی که دارای خصوصیات اساسی ستارگان  $A$  باشند ممکن است ویژگیهای طیفی قابل انتساب به بی‌قاعدگیهای فراوانی عناصر را نشان دهند (فصل ۱۳). بعضی از این ستارگان طیفهای متغیر دارند به طوری که شدت خطوط معینی از آنها تقریباً به طور تناوبی، تغییر می‌کند. بسیاری از ستارگان  $A$  با خطوط فلزی و ویژه دارای میدانهای مغناطیسی قوی می‌باشند؛ این میدانها تا چند تسلا شدت دارند، اما اکثر آنها از یکصدم تا یکدهم تسلا می‌باشند (به خاطر آورید که قوی‌ترین میدانهای مغناطیسی بر روی خورشید حدود  $۰/۴$  تسلا می‌باشد و این میدانها مربوط



شکل ۱۸-۵. یک شراره ستاره‌ای از یک ستاره کوتوله M. مشاهدات نوار U یک شراره از ستاره YZ Cmi، به صعود تند و شیب فرودی تدریجی تر توجه کنید [گرفته شده از نمودار ترسیم شده توسط تی. جی. مافت<sup>۱</sup>]

به سطوح کوچکی در لکه‌های خورشیدی هستند). بسیاری از میدانهای مغناطیسی ستاره‌ای مشاهده شده متغیر هستند و اندکی تحت تاثیر قطبیدگی معکوس قرار می‌گیرند؛ گاهی اوقات تغییر مغناطیسی با تغییر طیفی جفت می‌شود. تغییرات نور ستارگان مغناطیسی و متغیرهای طیفی بسیار کوچک است و در حدود  $\pm 10\%$  درصد می‌باشد.

یک توصیف ممکن برای متغیر بودن مغناطیسی این است که محورهای مغناطیسی نسبت به محورهای چرخشی انحراف دارند (نظیر تپنده‌ها). این الگو به چرخنده مورب مونسوم است. شاید به طور ساده‌تر، هم تغییرات طیفی و هم تغییرات مغناطیسی مربوط به لکه‌های قطبی بزرگ در سطح ستاره‌ای باشند که به طور متناوب در اثر چرخش در راستای دید قرار می‌گیرند.

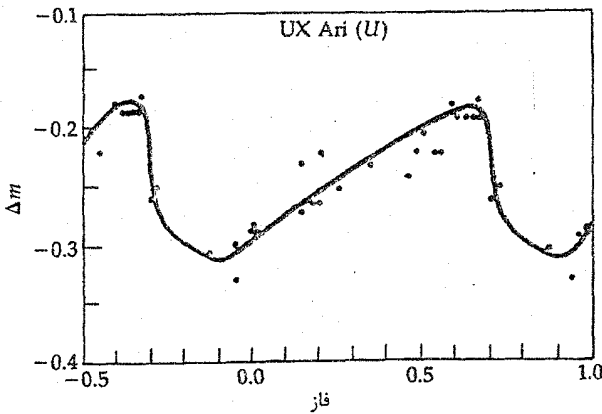
### (د) ستارگان RS سگهای تازی

در این گشت و گذار میان ستارگان متغیر به شواهدی از فعالیت ستاره‌ای مشابه با فعالیت مغناطیسی خورشید، اما پرنرژی‌تر برخورد کرده‌ایم. برای ستارگان شبیه خورشید، فعالیت

مغناطیسی فوق فعال مربوط به ستارگان RS سگهای تازی یا به طور اختصار ستارگان RS CVn می باشد. ستارگان RS CVn در سیستم های دوتایی هستند. دوره تناوب مداری نمونه آنها حدود ۷ روز است؛ مع ذلک، دوره های تناوب از ۱۲ ساعت تا چند ماه تغییر می کنند. تقریباً در تمام سیستم های RS CVn، ستارگان به طور همزمانی با نیروهای جزر و مدی به یکدیگر وابسته اند، بنابراین، دوره تناوب چرخشی تقریباً، نه به طور کامل، با دوره تناوب مداری برابر است. یک ستاره داغ تر از ستاره دیگر می باشد؛ ستاره داغ تر اغلب از ستارگان رشته اصلی (رده تابندگی V) و ستاره سردتر یک زیرغول (رده تابندگی IV) می باشد. اینها شبیه به ستارگان عادی بنظر می رسند، اما اینطور نیست.

قله های شراره های رادیویی ستارگان RS CVn بین ۱۰<sup>۲۰</sup> تا ۱۰<sup>۲۱</sup> وات است، که ۱۰<sup>۵</sup> تا ۱۰<sup>۶</sup> بار قوی تر از شدیدترین شراره های رادیویی خورشیدی است. چند نمونه از ابر شراره ها دارای انرژی هایی به اندازه ۱۰<sup>۷</sup> برابر بزرگتر از هر شراره رادیویی خورشیدی می باشند. مشاهدات رادیویی در بازه ای از طول موجها نشان می دهند که گسیل شراره ها همراه با طیفهای غیرگرمایی کاملاً قطبیده هستند. این سرنخ ها بر تابش همزمانی به عنوان منبع گسیل های رادیویی شراره ای دلالت دارد.

از نظر نوری، منحنی نوری یک سیستم RS CVn تقریباً به صورت یک موج رفتار می کند. این موجها، امواج اغتشاشی نامیده می شوند [شکل (۱۸-۶)]. شدت این امواج بالغ بر ۱ تا ۳۰ درصد از کل نور سیستم است. دامنه آنها به سرعت چند ماه تا چند سال تغییر می کند. این موجهای اغتشاشی مربوط به مدولاسیون چرخش نواحی لکه ستاره ای بزرگ (ده ها درصد از مساحت سطح کل) متمرکز در یک طول و عرض جغرافیایی می باشند. چنین نواحی شدیداً فعال (در بهینه چرخه لکه خورشیدی، لکه ها حداکثر ۰/۱ درصد از سطح خورشید را می پوشانند) دلالت بر این دارند که این ستارگان دارای تراکم میدانهای مغناطیسی قوی تری از میدان مربوط به خورشید می باشند. شراره ها وابسته به این نواحی فعال می باشند. یک شراره کاملاً مشاهده شده از سیستم XY UMa حدود ۳۰ دقیقه طول کشید [شکل (۱۸-۷)]. انرژی کل خروجی آن به مقدار ۱۰<sup>۲۷</sup> ژول است - ۱۰<sup>۳</sup> بار بیشتر از یک شراره نور سفید خورشیدی.

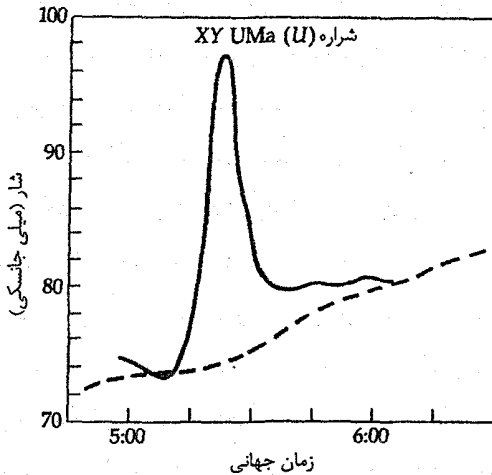


شکل ۱۸-۶. منحنی نوری برای یک دو تایی RS CVn، نمایش تغییر نور در نوار  $U$  به صورت تابعی از فاز مداری برای سیستم UX Ari. به تغییرات بزرگ قدر در این دو تایی غیرگرفتی توجه کنید. (م. زیلیک<sup>۱</sup>، رصدخانه کاپیلا پیک<sup>۲</sup>، دانشگاه نیومکزیکو).

چه چیز فوق فعالیت ستارگان RS CVn را موجب می شود؟ می دانیم که میدانهای مغناطیسی برای خورشید چنین کاری را انجام می دهند. به ویژه، از مشاهدات پرتو  $X$ ، اکنون در می یابیم که تاج خورشیدی از لوله های شار مغناطیسی حلقه های تاجی سرچشمه می گیرند. ستارگان RS CVn نتیجه می دهند که گسیل کننده های پرتو  $X$  بسیار قوی تر از خورشید می باشند، بنابراین آنها تاج وسیعتری دارند. یک الگوی حلقه ای برای تاج ستارگان RS CVn نتیجه می دهد که حلقه ها در آنها ۱۰۰۰ بار بیشتر از خورشید می باشند - اساساً ستاره کاملاً با نواحی فعال پوشیده شده است. دمای گاز در این حلقه ها چند ده میلیون درجه کلوین، یعنی ۱۰ برابر داغتر از دمای گاز تاجی در خورشید است. چنین حلقه های داغی ممکن است تا فواصل دهها برابر شعاع خورشید امتداد یابند - بزرگتر از ستارگان RS CVn.

اگر چه تاکنون جزئیات چگونگی به وقوع پیوستن شراره های خورشیدی را نمی دانیم، اما تشخیص می دهیم که آنها در تاج فوران می کنند و لوله های شار را به پایه هایشان در شیدسپهر با یک هجوم عظیم ذرات باردار و با تندی زیاد فرو می ریزد. حلقه های تاج، نواحی فعال، شراره ها و نشر پرتو  $X$  قوی تماماً پدیده های بهم مربوط در سطح خورشید می باشند. همان دید در مورد سیستم های RS CVn تایید شده و فرآیندهای مشابهی ممکن است، سبب فوق فعالیت بر روی

ستارگان جوان، نظیر رده T گاو، و شراره‌ها از ستارگان کوتوله M شوند. آن چه که احتمالاً سبب دینامو در این سیستم‌ها می‌شود، چرخش سریع آنها است - از مرتبه چند روز.



شکل ۱۸-۷. شراره از یک سیستم RS CVn. مشاهدات نوار U از یک شراره در XY UMa در ژانویه ۱۹۸۲ م. خط بریده تراز نور پایه را از سیستم دو تایی نشان می‌دهد. (ام. زیلیک، رصدخانه کاپیلاپیک، دانشگاه نیومکزیکو).

## ۱۸-۴ جوهای ستاره‌ای گسترده: کاهش جرم

### (الف) یک الگوی جوی

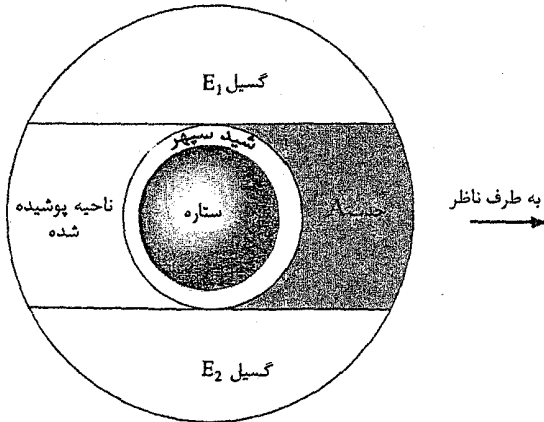
یک پوش گازی گسترده اطراف یک ستاره [جدول (۱۸-۲)] از نمایه‌های خطوط طیفی معین حاصل می‌شود [شکل (۱۸-۸)]. قسمتی از پوسته، یا جو گسترده که در مقابل شنید سپهر ستاره‌ای تصویر شده است، دیده می‌شود که دارای یک خط جذبی باریک است و آن قسمت که در مقابل قرص تصویر نشده است (ناحیه حلقوی)، به صورت یک خط نشری ظاهر می‌شود. معمولاً، خط نشری بر روی جذب شنید سپهر ستاره‌ای برهم نهی می‌شود؛ وسعتی که نمایه جذبی معین توسط این خط نشری مغشوش می‌شود به شدت خط نشری بستگی دارد که تابعی از چگالی جو ستاره‌ای است. مع ذلک، جو نمی‌تواند خیلی فشرده باشد، زیرا در این صورت برتابش پیوستار و همچنین خطوط طیفی تاثیر می‌گذارد. عرضهای چند مولفه نمایه به حرکات نواحی شرکت کننده بستگی دارند. مثلاً، اگر جو مغشوش باشد، هر دو جنبه نشری و جذبی پهن خواهند شد.

## (ب) ستارگان Be و پوسته‌ای

اگر ستاره‌ای سریعتر از جوش به چرخد، نمایه جذبی ستاره‌ای مشخص بیش از خط نشری جوی پهن می‌شود. این امر از این حقیقت ناشی می‌شود که انتقالات دوپلری لبه‌های نزدیک و دور شونده شیدسپهر بیشتر از لبه‌های جو گسترده می‌باشند [شکل (۱۸-۹ الف)]. جذب ناشی از گاز پرتاب شده باریک باقی می‌ماند، زیرا حرکت در عرض خط دید است. ستارگان نشری B (Be) و ستارگان پوسته هر دو در این الگو صدق می‌کنند، اما از این جهت که ستارگان پوسته مواد بیشتری در پوش دارند با یکدیگر متفاوتند. گاهی اوقات سرعت‌های خالص به طرف خارج مشاهده شده‌اند که دلالت بر انبساط و احتمالاً کاهش ماده دارند. جرم تلف شده به این طریق نسبت به جرم ستاره و نسبت به جرمی که ستاره بایستی از دست دهد تا به یک کوتوله سفید تبدیل شود، کمتر است. به طور مشاهده‌ای، ستارگان سنگین رشته اصلی، غولها و به خصوص ابرغولها با آهنگ قابل ملاحظه‌ای ماده را به فضا پرتاب می‌کنند. شکل‌گیری یک پوسته در اطراف ستارگان Be ممکن است از چرخش سریع نتیجه شود؛ سرعت‌های چرخشی ممکن است آن قدر زیاد باشد که ماده با چرخش به خارج نشت کند.

جدول ۱۸-۲. ستارگان با جو گسترده

نمونه	مثال پیش نمونه	$\bar{M}_V$	رده طیفی	سرعت انبساط (km/s)	آهنگ کاهش $M_{\odot}/سال$
Be	۴۸ اسب‌الدار	-۴	B	-	$\leq 10^{-6}$
ستاره پوسته پلیپون	۷ ذات‌الکرسی	-۴	B	۵۰	$\leq 10^{-7}$
ولف-رایت	HHD ۶۶۸۱۱ HD ۶۸۲۷۳	-۴ تا -۶/۸	WN, WC	۱۲۰ تا ۲۵۰۰	$10^{-6}$
P مرغ	P مرغ	-۶	B	۱۳۰	؟
ابرغولهای O و B	شکارچی	-۷	B و O	۱۰۰۰ تا ۱۸۰۰۰	$10^{-6}$
ابرغولهای M	$\alpha$ هرکول				$5 \times 10^{-6}$ تا $10^{-6}$
	$\alpha$ شکارچی	-۲ تا -۸	II تا M Ia	۲۶ تا	$5 \times 10^{-9}$ تا $10^{-9}$
سحابی‌های سیاره‌نما سحابی حلقوی در شلیاق		۰ تا +۸	ستارگان W	۱۰ تا ۳۰	$10^{-4}$ تا $10^{-5}$
بنای شلیاق	بنای شلیاق	-۶	B و O		$10^{-4}$
بنای شلیاق	بنای شلیاق	-۶	B	-	

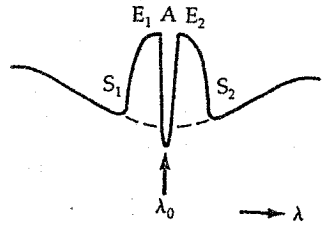
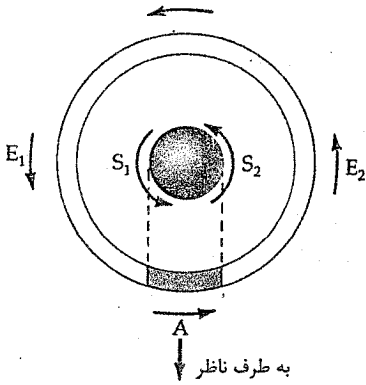


شکل ۱۸-۸. یک الگوی جوی گسترده. نور حاصل از جو ستاره در راه رسیدن به ناظر جذب شده (ناحیه A) و گسیل (ناحیه‌های  $E_1$  و  $E_2$ ) در جو مشاهده شده از طرف بالا را تحریک می‌کند.

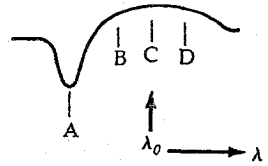
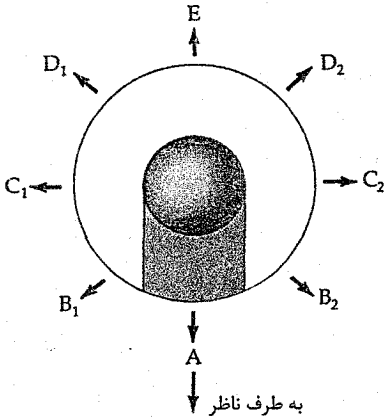
### (ج) کاهش جرم غولها و ابرغولها

به یک مفهوم، بایستی غولها و ابرغولها را در دسته‌ای از ستارگان با جوهای گسترده قرار دهیم. مثلاً، کاهش جرم از غولهای نمونه M و ابرغولها دلالت بر این دارد که جوهای ستاره‌ای در حال انبساط‌اند. طیف‌های بسیاری از غولهای M و ابرغولها دارای خطوط جذبی باریک بر هم نهی شده و انتقال یافته به آبی نسبت به خطوط نشری پهن Ca II خود ستاره می‌باشند [شکل (۱۸-۹ ب)]. این اشکال طوری تفسیر شده‌اند که مربوط به مواد اطراف ستاره‌ای شبیه به پوسته‌های ستارگان نمونه اولیه مورد بحث در قبل، می‌باشند. چنین نمایه‌هایی را بعد از پیش نمونه‌هایشان، ستاره P مرغ، نمایه‌های P مرغ می‌نامند. سرعتهای دوپلری این انتقالات از مرتبه دهها کیلومتر بر ثانیه هستند. برای تبدیل این سرعتها به آهنگ کاهش ماده بایستی چگالی پرتاب شده به فضا را بدانیم. تخمین‌های چگالی منجر به ارقامی برای کاهش جرم از  $10^{-6}$  تا  $10^{-8}$  برابر جرم خورشیدی در هر سال می‌شود. هر چه ستاره روشن‌تر و نمونه طیفی آن عقب‌تر باشد، آهنگ کاهش جرم بیشتر است.





(الف)



(ب)

شکل ۱۸-۹. انبساط یک جو گسترده. (الف) از یک ستاره چرخان، نمایه خط جذبی، مرکز خط جابه جا شده و قله انتقال یافته دوپلری ( $E_2$  و  $E_1$ ) را نشان می دهد.  $S_2$  و  $S_1$  خطوط جذبی انتقال یافته دوپلری ستاره به طرف آبی و قرمز در اثر چرخش می باشند. (ب) از یک جو در حال انبساط، نمایه خط دارای شکل جذبی، A، جابه جا شده به طرف آبی در اثر انبساط به طرف ناظر است. مشارکت در نشر C، در مرکز خط جابجا نشده است؛ B و D انتقال دوپلری حاصل از انبساط هستند. این نمایه خط به طور معمول نمایه P مرغ نامیده می شود.

در انتهای داغ رشته طیفی، ابرغولهای O و B جرم را با سرعتهای بالا پرتاب می کنند (۱۰۰۰ تا ۲۰۰۰ کیلومتر بر ثانیه). طیفها در ناحیه مرئی این پدیده را نشان نمی دهند، زیرا برای آنها خطوط طیفی مناسبی وجود ندارد. مواد پرتاب شده از ستاره چگالی بسیار کمی دارد؛ بنابراین، برخورد برانگیختگی ناچیز است و اکثر اتمها و یونها در پایینترین سطح انرژی شان قرار دارند (حالت پایه). مع ذلک، با توجه به دمای بالا، اکثر گاز یونیده است؛ بنابراین در طول موجهای

رادیویی گسیل می‌کنند و می‌توانند آشکارسازی شوند. سرعت‌های پرتاب بسیار بیشتر از سرعت‌های پرتاب ابرغول‌های سرد می‌باشند، اما، کاهش جرم به علت تفاوت در چگالی‌های گاز اندکی بیشتر است.

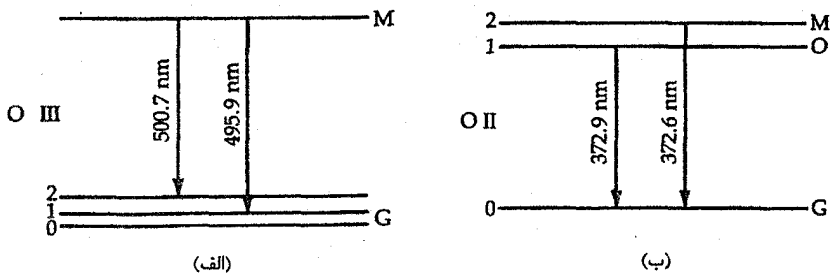
### (د) ستارگان ولف - رایت

ستارگان ولف - رایت، ستارگان داغی هستند ( $T_{\text{eff}} \approx 30,000 K$ ) که طیف آنها خطوط نشری پهن و قوی He I، He II، C III، CIV، N III و N V را نشان می‌دهد. آنها ستارگان جوان جمعیت I هستند که از ارتباط آنها با ستارگان OB در خوشه‌های باز، در نواحی H II، و به صورت همدم‌های ستارگان دوتایی O یا B، نتیجه می‌شوند. (تقریباً تمام ستارگان WR در سیستم‌های دوتایی می‌باشند.) خطوط نشری پهن اغلب دارای خطوط جذبی باریکتر بر هم نهی شده، اما انتقال یافته به طرف آبی می‌باشند. این مشاهدات چنین تعبیر می‌شوند [شکل (۱۸-۹ ب)] که جو ستاره با سرعت‌هایی حدود ۱۰۰۰ کیلومتر بر ثانیه یا بیشتر در حال انبساط است. ستارگان ولف - رایت از هلیوم غنی بوده و با کمبود هیدروژن مواجه‌اند؛ کربن در طیف بعضی از آنها، ستارگان WC، و ازت در دیگر ستارگان، ستارگان WN، فراوانند. اگر چه طبیعت حقیقی این ستارگان هنوز کاملاً واضح نیست، اما به نظر می‌رسد که آنها مرحله خاصی از تحول ستاره‌ای را نمایش می‌دهند و این دو نوع ستاره از تفاوت‌های واقعی در فراوانی عناصر نتیجه می‌شوند نه از تفاوت در حالات برانگیختگی.

همان طور که در بخش (۱۶-۳ ب) دیدید، ستارگان ولف - رایت ممکن است در ابتدا ستارگانی سنگین با بادهای ستاره‌ای قوی باشند که لایه‌های بیرونی خود را از دست داده‌اند و در نتیجه درون خود را با ترکیباتی که توسط واکنش‌های هسته‌ای به طور موثری اصلاح کرده‌اند آشکار می‌سازند. برای توصیف دو رشته فوق پیشنهاد می‌شود که در ستارگان WN محصولات هیدروژن سوزی چرخه CNO را به بینید، در صورتی که ستارگان WC هم اکنون تحت هلیوم سوزی قرار گرفته‌اند. ممکن است هسته ستاره یا، با احتمال بیشتر، لایه همرفت میانه غنی شده با محصولات هسته را به بینیم.

برای ستارگان WR در سیستم‌های دوتایی، (حدود نصف از کل) جرم آنها را تقریباً ۱۰ تا ۴۰ برابر جرم خورشیدی تعیین کرده‌ایم. در یک دوتایی، کاهش جرم، به جای این که از باد ستاره‌ای سرچشمه بگیرد، توسط انتقال جرم در فاز غول سرخ ستاره که ابتدا سنگین‌تر بوده است، رخ می‌دهد و بایستی به علت جرم بیشتر از همدم خود سریعتر تحول یابد. در چنین حالتی، ستاره

WR باقی می ماند که شامل مقادیر زیاد هلیوم و عناصر سنگین است. کاهش جرم بایستی قابل ملاحظه باشد - دهها برابر جرم خورشیدی در چند میلیون سال - و به شدت بر تحول ستارگان WR اثر به گذارد [بخش ۱۶-۳ (ب)]. الگوهای نظری که با جرم  $60 M_{\odot}$  شروع می شوند، پیشنهاد می کنند که ستارگان WR پس از آنکه به صورت ابرغول قرمز درآمدند و درست قبل از آنکه یک ابرنواختر بشوند در فاز کربن سوزی هسته می باشند.



شکل ۱۸-۱۰. گذارهای ممنوعه. حالت شبه پایدار M و حالت پایه G است. (الف) برای OIII، M یک تراز یگانه و G سه زیر تراز دارد. دو خط ممنوعه دیده می شود. (ب) برای OII، M دو زیر تراز دارد و G یگانه است. مجدداً دو خط دیده می شود.

### (ه) سحابی های سیاره نما

به این خاطر سحابی های سیاره نما نام گرفته اند چون بعضی از آنها به هنگام رویت توسط یک تلسکوپ به صورت قرصهایی دیده می شوند که شبیه به سیارات هستند، همچنین با الگوی جو انبساطی انطباق دارند. در حقیقت، جو آنها واقعاً یک پوسته بزرگ است، آن قدر بزرگ و با چگالی کم که اکثر قسمت در حال دور شدن [در شکل (۱۸-۹) (ب)] مرئی است و خطوط طیفی آن دوگانه هستند. مع ذلک، سرعت های انبساط فقط چند ده کیلومتر بر ثانیه هستند که بسیار کمتر از سرعت های ستارگان WR می باشند.

اگر چه خطوط طیفی H و He به طور برجسته ای در طیف های سحابی های سیاره نما وجود دارند، اما قوی ترین خطوط مربوط است به OIII، OII، و NeIII. این خطوط، خطوط ممنوعه می باشند. خطوط ممنوعه به علت چگالی کم گاز رخ می دهند. هنگامی که یک اتم به یک تراز شبه پایدار تحریک می شود، احتمال و اتحریک برخوردی از آن تراز ناچیز می باشد، بنابراین اتم ممکن است زمانی طولانی در آن تراز بماند تا گذار ممنوعه (احتمال کم) به تراز پایه را انجام دهد. در یک دمای معین، شدت خط ممنوعه به صورت یک تابع تک متغیره افزایشی از چگالی است.

خطوط سحابی گون ممنوعه [OIII] در  $500.7$  و  $495.9$  nm به اختلاف انرژی محاسبه

شده بین تراز شبه پایدار و دو نمونه از سه تراز پایه با فواصل نزدیک از هم OIII [شکل (۱۸-۱۰ الف)] مربوط است. (نماد گروه نمایشگر گذارهای ممنوعه می باشد.) این خطوط سیاراتی با ظهور خطوط سبزگون شان را ارائه می دهند. جفت مشابهی از خطوط ممنوعه از [OII] نتیجه می شوند؛ بااستثنای اینکه در این حالت تراز شبه پایدار دوگانه و تراز پایه یک گانه است [شکل (۱۸-۱۰ ب)].

یونهای نظیر OII، OIII، NeIII و NII به عنوان عوامل سرد کننده عمل می کنند. هیدروژن برای تحریک شدن مقدار زیادی انرژی لازم دارد (۱۰/۱۵ eV) برای اولین حالت تحریک شده، اما اکثر الکترونها آزاد در سحابی این مقدار انرژی جنبشی را دارا نمی باشند. معادلک، یونهای عامل سرد کنندگی همگی دارای ترازهای انرژی ۲ یا ۳ eV می باشند. هنگامی که یک اتم با یکی از چنین یونهایی برخورد می کند، قسمتی از انرژی جنبشی خود را به یونها می دهد تا به یکی از این ترازهای پایین (شبه پایدار) تحریک شود. در خلال ۱ یا ۲ دقیقه (در مقابل با  $10^{-8}$  ثانیه برای ترازهای عادی)، یون این انرژی را توسط نشر یک خط ممنوعه که سحابی را ترک می کند، از دست می دهد. برخوردها بایستی نادر باشند؛ در غیر اینصورت، واتحریک مانع از وقوع گذارهای ممنوعه می شود. از طرف دیگر، برخوردها بایستی باندازه کافی صورت گیرند تا تحریک برخوردی تقریباً عادی باشد. بنابراین، این یونها انرژی را از الکترونها جدا می کنند، و به علت اینکه انرژی جنبشی الکترونها اندازه ای از دمای سحابی می باشد، در نتیجه دمای سحابی سیاره نما پائین می آید.

برای پاسخ به اینکه چه مکانی از شمای تحولی را سحابی های سیاره نما اشغال می کنند، مساله خصوصیات جمعیتی آنها پیش می آید. سیاره نماها در کهکشان خودی به طور عمده در قرص و مرکز به صورت متغیرهای با دوره تناوب بلند و ستارگان RR شلیاق متراکم شده اند. مدارهای کهکشانی آنها در مقابل مدارهای اجرام جمعیت I عوض دایره ای، کشیده هستند. حداقل یکی از آنها به عنوان عضو یک خوشه کروی شناخته شده است - یعنی، یک جرم جمعیت II حدی. احتمالاً مناسب است بگوئیم که اکثر سحابیهای سیاره نما به جمعیت قرص میانی متعلق اند، اما حالات مجزائی در هر دو حد جمعیت I و جمعیت II وجود دارند. ستارگان متغیر قرمز، نظیر میراس، ممکن است از اسلاف آنها باشند.

۱۸-۵ متغیرهای کاتا کلیسمیک<sup>۱</sup> و پرتاب کننده

این دسته شامل ستارگانی هستند که در مقایسه با انبساط آرام و کاهش جرم کوچک سحابیهای سیاره‌نما، ماده را به طور ناگهانی و به شدت به فضا پرتاب می‌کنند. این فورانها با تغییرات بسیار شدید در تابندگی که از چند قدر برای نواخترهای کوتوله تا بیست قدر در حالت ابرنواخترها [جدول (۱۸-۳)] می‌باشد، همراه است.

تمام متغیرهای کاتا کلیسمیک به (استثنای ابرنواخترها) ممکن است در طول عمرشان چند فوران داشته باشند. ترکیدهای متوالی نواخترهای کوتوله و نواخترهای بازگشت کننده مشاهده شده‌اند به قدری که فاصله بین ترکیدها تابعی از دامنه فوران است. اگر چنین رابطه‌ای برای نواخترهای معمولی بسط یابد، فاصله ترکیدهای آنها بایستی از مرتبه ده هزار سال باشد. عموماً، این ستارگان متغیرهای کاتا کلیسمیک نامیده می‌شوند. الگوی معمول این است که حد روچ در حال پرکردن ثانویه (روی یا نزدیک رشته اصلی) مواد غنی از هیدروژن را از طریق نقطه لاگرانژی داخلی به طرف قرص برافزایشی که کوتوله سفید اولیه را احاطه کرده است، از دست می‌دهد. کوتوله سفید می‌تواند یک میدان مغناطیسی ضعیف یا قوی دارا باشد.

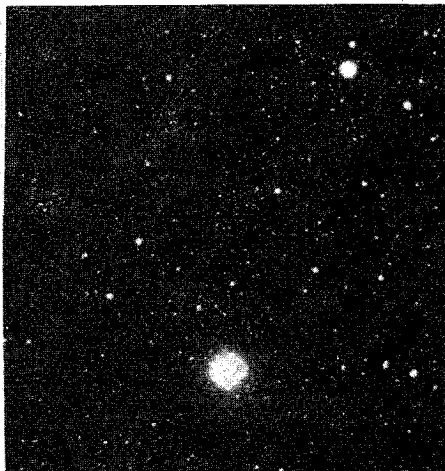
## (الف) نواخترها

نوا کلمه‌ای لاتین و به معنی «جدید» است؛ نواخترها (جمع) ستارگانی هستند که به طور ناگهانی در آسمان و در جایی که قبلاً هیچ ستاره‌ای دیده نشده است، مرئی می‌شوند [شکل (۱۸-۱۱)]. در حقیقت، ستارگان معمولاً برای مرئی بودن قبل از فورانشان بسیار ضعیف‌اند، اما، برای یک نواختر روشنی چند ده قدر از مرحله پیش نواختر تا بیشینه نواختر افزایش می‌یابد. رسیدن به تابندگی بیشینه بسیار سریع است [شکل (۱۸-۱۲) الف]. افزایش اولیه ستاره تا بیشینه دو قدر تنها در دو یا سه روز اتفاق می‌افتد و افزایش نهایی تابندگی برای نواخترهای سریع یک روز و برای نواخترهای خیلی کند چند هفته طول می‌کشد. کاهش از بیشینه بسیار تدریجی است؛ زمان صرف شده در بیشینه نسبتاً کوتاه است و عموماً فقط چند روزی به درازا می‌کشد. افت و خیزهای نور با دامنه بزرگ ممکن است در خلال کاهش به وقوع به پیوندند؛ به طور اتفاقی مشاهده می‌شود که سقوط چند قدر عملاً توسط یک ترمیم کلی در طول چند هفته دنبال می‌شود [شکل (۱۸-۱۲) ب]. طول زمان از بیشینه تا هم ترازوی منحنی نوری در گستره‌ای از چند ماه برای نواخترهای سریع تا چند سال برای نواخترهای کند قرار می‌گیرد.

جدول ۱۸-۳. متغیرهای کاتا کلیسمیک

نمونه	مثال	$M_{max}$	$\Delta m$	انرژی در هر انفجار ( $J$ )
ابرنواخترهای I	تیکو	-۲۰		۱۰.۴۴
ابرنواخترهای II		-۱۸	>۲۰	۱۰.۴۳
سریع	GK اسپ بالدار خنواختر اسپ بالدار	-۹/۲۵ تا -۸/۵	۱۳ تا ۱۱	$6 \times 10^{27}$
نواخترها	DQ هرکول	-۷/۴ تا -۵/۵	۱۱ تا ۹	-
بازگشتی	B Cr T	-۷/۸	۸	۱۰.۳۷
نواخترهای کوتوله	U دو پیکر SS مرغ	+۵/۵	۴	$6 \times 10^{31}$

نوع	زمان	چرخه زمانی	جرم پرتاب شده در هر چرخه ( $M_{\odot}$ )	سرعت پرتاب (km/s)	جرم ستاره ( $M_{\odot}$ )
ابرنواخترهای I		-	$\leq 1$	۱۰۰۰۰	۱
ابرنواخترهای II	-	-	?	۱۰۰۰۰	$\geq 4$
سریع	؟ ۱۰۶ سال	-	۱۰-۵ تا ۱۰-۳	۴۰۰ تا ۵۰۰	۵ تا ۱
نواخترها:	کند	-	-	۱۵۰۰ تا ۱۰۰	۰/۳ تا ۰/۲
بازگشتی	۱۸ تا ۸۰ سال	-	۵ تا ۱۰	۴۰۰ تا ۶۰	۲
نواخترهای کوتوله	۳۰ تا ۱۰۰ روز	-	۱۰-۹	-	$\approx 0.4$

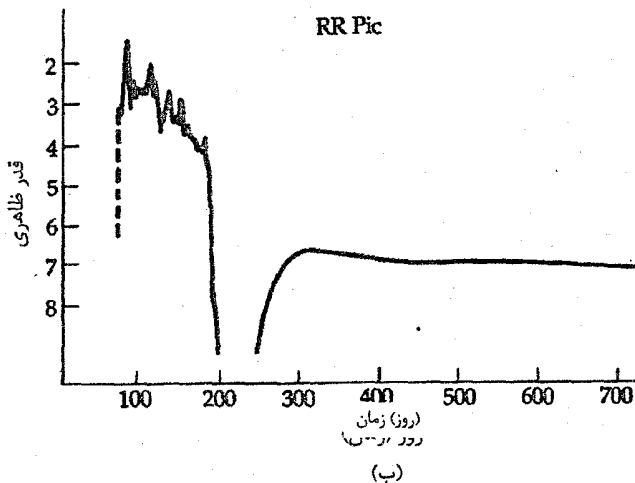
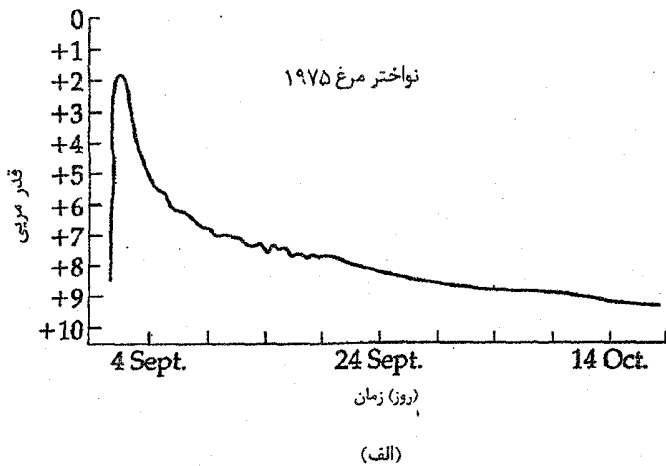


شکل ۱۸-۱۱. نواختر ۷۱۵۰۰ مرغ. این عکسها قبل از (چپ) و در خلال (راست) ترکیبها گرفته شده‌اند.  
(رصدخانه لیک)

طیفهای به دست آمده درست قبل و در بیشینه نور نشان می دهند که مواد از ستاره با سرعتهایی تا ۲۰۰۰ کیلومتر بر ثانیه پرتاب می شوند. تغییرات پیچیده‌ای در طیف در خلال تحول نواختر رخ می دهند [شکل (۱۸-۱۳)]; چند لایه از مواد پرتاب شده که پوش بیرونی تر هستند به تدریج شفاف تر می شوند و در نتیجه لایه‌های داخلی تر نمایان می گردند. مواد در حال انبساط به مقدار  $10^{-5} M_{\odot}$  می رسند. مثلاً، بعد از بیشینه، اکثر طیفهای نواختر مشتمل بر خصوصیت خطوط ممنوعه روشن سحابیهای نثری می باشند. سرعتهای پرتاب در مراحل مختلف نواختر فرق می کنند چنانچه اگر پرتابهایی مربوط به فوران اولیه وجود داشته باشند، بعضی از سرعتها مستقیماً به تغییرات منحنی نوری بستگی دارند. یک نواختر که برای آن طیفی قبل از ترکیدنش ثبت شده است، نواختر دلو ۱۹۱۸ (به دلو ۷۶۰۳ نیز موسوم است) می باشد. این طیف، یک ستاره آبی داغ بدون هیچ گونه خطوط طیفی را نشان می دهد. سرانجام، اغلب نواخترها به چنین حالتی بر می گردند.

مقداری از افت و خیزهای نوری حتی در کمینه وجود دارند. چیزهای دیگری بر این تغییرات شدید و سریع برهم نهی شده‌اند که می توان آنها را به عنوان گرفت‌های ستاره‌ای تعبیر کرد. به وضوح چنین نواخترهایی بایستی اعضاء سیستم‌های دوتایی باشند؛ در حقیقت، این گواه دلالت بر آن دارد که اکثر نواخترها اعضاء دوتایی با دوره تناوب کوتاه هستند. این استنتاج پیشنهاد می کند که حضور یک همدم شرطی کلیدی برای یک ستاره است تا به یک نواختر تبدیل شود.

یک الگوی دوتایی بنا نهاده شده بر این ایده شامل یک غول قرمز و یا یک ستاره در فرآیند انبساط به طرف فاز غول قرمز یا کوتوله سفید می باشد. همان طور که ستاره قرمز گسترده می شود، مواد گازی جو آن حد روچ را قطع می کند تا یک دوتایی نیمه جدا بسازد [بخش (۱۲-۴)]. بنابراین، گاز حاصل از جو غول قرمز فرار می کند و بر روی کوتوله سفید می ریزد یا یک قرص گازی به علت پایستگی تکانه زاویه‌ای در اطراف آن شکل می گیرد. شار فرودی گاز هیدروژن غنی از طرف این قرص برافزایشی بر روی یک ستاره تبهگن [بخش (۱۷-۱)] که اکثر هیدروژنش را مصرف کرده است، می تواند سبب واکنشهای هسته‌ای بیشتر در سطح ستاره گردد. این منبع جدید مواد در لایه‌ای جمع می شود تا دمای اشتعال جوش هیدروژن فرا برسد؛ سپس واکنشهای جوش فراری در لایه برافزایشی بدنبال خواهند آمد. جو ستاره به طور ناگهانی منبسط می گردد - یک انفجار نواختری. اگر مواد بیشتری از غول قرمز به طرف کوتوله سفید جریان



شکل ۱۸-۱۲. منحنی‌های نوری نواخترها. به بالا رفتن سریع و کاهش تدریجی با افت و خیزها توجه کنید. (الف) منحنی نوری نواختر ۷۱۵۰۰ مرغ ۱۹۷۵ در نوار ۷ و در خلال اولین دو ماهش. (گرفته شده از نمودار ترسیم شده توسط پی. یونگ<sup>۱</sup>، اچ. کوروین<sup>۲</sup>، جی. بریان<sup>۳</sup>، و جی. د. واکولوس<sup>۴</sup>) (ب) RR نقاش یک نواختر آهسته. (گرفته شده از نمودار ترسیم شده توسط دی. بی. مک لافلین<sup>۵</sup>)

1- P. Young

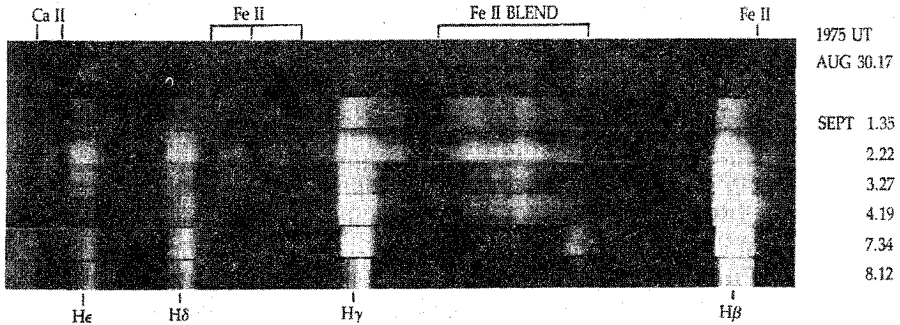
2- H. Corwin

3- J. Bryan

4- G. de Vaucoulers

5- D.B. Mc Laughlin





شکل ۱۸-۱۳. طیفهای نواختر ۷۱۵۰۰ مرغ. تاریخهای جهانی در سمت راست دیده می‌شوند. این هشت طیف تحول خطوط نشری به ویژه خطوط مربوط به رشته بالمر را نشان می‌دهند. به پهنی خطوط نشری توجه کنید. (بی. بوهانون<sup>۱</sup>)

یابند، ممکن است انفجارات متوالی رخ دهند؛ حدود ۱۰<sup>۵</sup> سال طول می‌کشد.

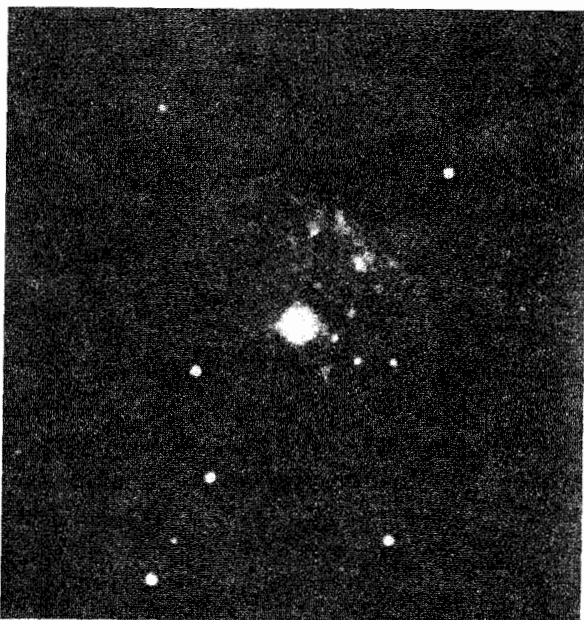
سرعت‌های پرتاب بالا که قبلاً به آن اشاره شد بر اساس اندازه‌گیری‌های نمایه‌های خط طیفی بنا نهاده شده‌اند - نمایه‌های نوع P مرغ نمایه‌های ستارگان ولف - رایت را نمایش می‌دهند. گاز پرتاب شده به صورت یک پوسته منبسط می‌شود و گاهی اوقات این پوسته به صورت یک سحابی که نواختر را در برگرفته است، مرئی می‌شود. در طول سالها، سحابی به طور محسوسی منبسط می‌شود و آهنگ انبساط آن به صورت یک حرکت ویژه برحسب ثانیه قوسی بر سال [بخش (۱۹-۱)] قابل اندازه‌گیری است. طیفهای به دست آمده در همان دوره مستقیماً سرعت‌های انبساط را برحسب کیلومتر بر ثانیه به دست می‌دهند. اگر فرض کنیم که سرعت انبساط در تمام جهات یکنواخت است، آنگاه حرکت ویژه مشاهده شده بایستی به همان سرعت مربوط باشد. آنگاه هندسه این انبساط اجازه می‌دهد فاصله تا سحابی را پیدا کنیم. از معادله (۱۹-۳) داریم

$$d = \frac{v_r}{4/74\mu''} \quad (3-18)$$

که در آن  $v_r$  سرعت شعاعی برحسب کیلومتر بر ثانیه،  $4/74$  یک ضرب تبدیل می‌باشد که  $d$  را برحسب پارسک نتیجه می‌دهد، و  $\mu''$  حرکت ویژه برحسب ثانیه قوسی بر سال است. نواختر پرسوی [GK پرسوی؛ شکل (۱۸-۱۴)] مثال خوبی از یک نواختر با سحابی در حال انبساط

می باشد. مشاهدات نشان می دهند که انبساط پوسته حدود  $0/5$  بر سال افزایش می یابد و سرعت شعاعی پوسته تقریباً  $1100$  کیلومتر بر ثانیه است. سپس فاصله برابر است با

$$d = \frac{1100}{(4/74 \times 0/5)} = 460 \text{ pc}$$

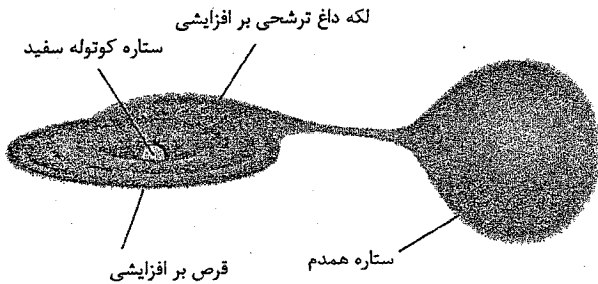


شکل ۱۸-۱۴. پوسته در حال انبساط از نواختر پرسی. این نواختر در سال ۱۹۱۰ م. منفجر شد؛ این عکس در سال ۱۹۴۹ م. گرفته شده است. (رصدخانه پالومار، مرسیه فن آوری کالیفرنیا).

اهمیت این روش تعیین فواصل نواخترها آن است که هم مستقیم و هم غیر مبهم است. به این طریق، می توانیم تابندگیهای نواخترها در بهینه و کمینه را بنا نهیم و از آن اطلاعات کل انرژی آزاد شده در انفجار را پیدا کنیم.

نواختری در اوت سال ۱۹۷۵ م. رخ داد: نواختر  $V1500$  مرغ قلهای در قدر  $1/8$  داشت [شکل (۱۱-۱۸)]. عکسهای پیش نواختر افزایشی را در تابندگی به اندازه حداقل  $16$  میلیون برابر مشخص می کند. به طور جدی، هیچ مدرکی نداریم که نواختر  $V1500$  مرغ ۱۹۷۵ عضوی از یک سیستم دوتایی نزدیک با دوره تناوب مداری حدود  $3$  ساعت باشد. به نظر می رسد که کوتوله سفید یک میدان مغناطیسی قوی دارد. سیستم دوتایی GK هرکول [شکل (۱۸-۱۵)]

ممکن است شبیه آن باشد. رویهم رفته نشر پرتو  $X$  آن هر ۳۵۱ ثانیه افت و خیز دارد؛ آن هم چنین می‌تپد. تپش‌ها ممکن است از میدان مغناطیسی قوی کوتوله سفید ناشی شده باشند، و تغییرات طولانی‌تر مربوط به لکه داغ واقع بر قرص برافزایشی‌جائی که ماده در حال سقوط از هم دم به روی آن می‌ریزد، باشد.



شکل ۱۸-۱۵. الگویی برای GK پرسی، یک متغیر کاتاکلسیمیک. پرتوهای  $X$  از قرص برافزایشی اطراف کوتوله سفید مغناطیسی سرچشمه می‌گیرند. یک لکه داغ در آنجا بوجود می‌آید. ماده در حال سقوط قرص برافزایشی را مورد اصابت قرار می‌دهد؛ آن عموماً پرتوهای  $X$  قویتری از قرص تولید می‌کند.

### (ب) ابر نواخترها

ابر نواخترها قدرهای مطلق در گستره ۱۶- تا ۲۰- دارند. اگر چه ابر نواخترها در کهکشان ما نسبتاً نادر هستند، اما، به بعضی از آنها در یادداشتهای تاریخی اشاره شده است. از چنین یادداشتهایی، به ویژه در وقایع تاریخی چینیه‌ها، مثلاً در می‌یابیم که ابر نواختر<sup>۴</sup> ۱۰۵۴ میلادی به قدر ظاهری ۴- رسید، آنقدر روشن بود که در خلال روز دیده شد. بیشتر آنچه که ما در مورد ابر نواخترها می‌دانیم از مطالعات کهکشانها حاصل می‌شود. در مورد کهکشانهای کوچک، تابندگی یک ابر نواختر ممکن است روشنی کل کهکشان را آشکار سازد. ابر نواخترها نظیر نواخترهای معمولی افزایش خیلی سریعی تا یک بهینه و سپس سقوط به اندازه ۲ تا ۳ قدر در طول یک ماه قبل از این که به تدریج کاهش یابد، رفتار می‌کند. انرژی کل خروجی از هر نوع ابر نواختر شگفت‌انگیز می‌باشد:  $10^{44}$  ژول یا تقریباً به اندازه انرژی‌ای که خورشید در تمام طول عمر ۱۰ بیلیون ساله‌اش تولید می‌کند. اما ابر نواخترها یک نوع انرژی عجیب دارند: نوترینوها حدود ۱۰۰ برابر انرژی بیشتر یعنی به مقدار کل  $10^{46}$  به بیرون حمل می‌کنند. نوترینوها در

واقع نیروی زیادی دارند، آشکارسازی آنها سخت است و تا زمان کشف SN ۱۹۸۷A آشکارسازی نشده بودند.

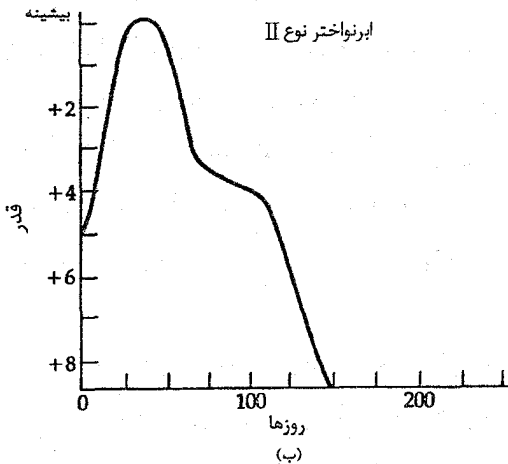
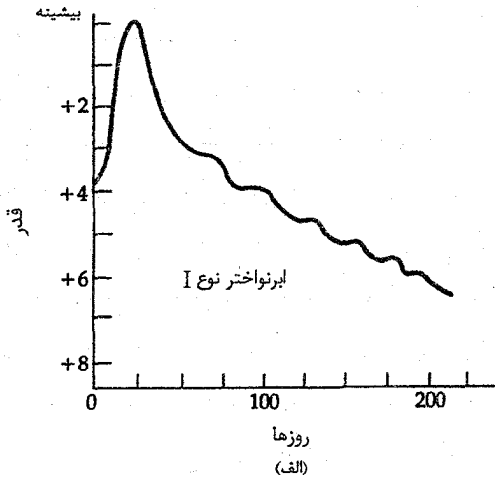
دو نوع ابر نواختر اصلی وجود دارند که از نظر طیف و منحنی‌های نوریشان، با یکدیگر اختلاف دارند [شکل (۱۸-۱۶) و جدول (۱۸-۳)]. ابر نواخترهای نمونه I در هر دو کهکشان بیضوی و مارپیچی (فصل ۲۱) و نوع II تنها در مارپیچی‌ها (به ویژه در بازوهای مارپیچی‌ها) ظاهر می‌شوند. نتیجه می‌گیریم که ابر نواخترهای نوع I به ستارگان تحول یافته با جرم کم و متوسط، و جمعیت II به ستارگان سنگین‌تر متعلق هستند.

یک ابر نواختر نوع II در بیشینه روشنائی یک طیف غیر قابل توصیفی را نشان می‌دهد؛ تنها خط برجسته خط نشری  $H_{\alpha}$  در طول موج  $656/3$  نانومتر می‌باشد. حدود یکماه بعد، طیف متحول شده و خطوط نشری بیشتر و چند هفته بعد خطوط جذبی را نشان می‌دهد. در مقابل، ابر نواخترهای نوع I دارای طیفهای درهم برهمی می‌باشند. در نور بیشینه، خطوط نشری پهن همراه با خطوط تاریک قوی ظاهر می‌شوند که این ترکیب نمایه‌های نوع P مرغ را دارا می‌باشد. بعداً، چهار خط نشری از Fe II همراه با خطوط نشری Na I و Ca II طیفها را در بر می‌گیرند. اساساً، اختلاف بین طیفهای نوع I و II این است که نوع II خطوط هیدروژن قوی را نشان می‌دهد و نوع I آن را ندارد - نشانه‌ای که نوع I شامل ستارگان با هیدروژن کم بسیار تحول یافته می‌باشد.

تصور بر این است که ابر نواخترهای نوع II از ستارگانی بسیار سنگین‌تر از خورشید بوجود آمده‌اند (۱۰ تا ۱۰۰ برابر جرم خورشید) - ستارگانی که زندگی معمولیشان به صورت ستارگان O و B است. الگوهای رایانه‌ای نظری برای ابر نواخترهای نوع II پیشنهاد می‌کنند که انفجار در هسته یک ابر غول قرمز رخ می‌دهد. جو این ابرغول قرمز تقریباً دارای چگالی ثابتی است به طوری که یک موج ضربه‌ای در داخل آن با سرعت تقریباً ثابت حرکت می‌کند و انرژی را به طور موثری به سطح ستاره منتقل می‌نماید. الگوها پیش‌بینی می‌کنند که در قله روشنائی، ابر نواختر بایستی دارای دمای شیدسپهری تقریبی  $10000K$ ، تندی سطحی  $5000 \text{ km/s}$  و بیشینه شعاع  $10^{10}$  کیلومتر باشد.

الگوی داخلی اساسی برای ابر نواختر نوع II شامل فروریزش داخلی هسته ستاره‌ای جهت شکل‌گیری یک ستاره نوترونی می‌باشد. از این فروریزش ناگهانی، حرکتی شدید ایجاد می‌شود که موجب انفجار می‌گردد و لایه‌های خارجی را به بیرون پرتاب می‌کند. ستاره‌هایی که این فرآیند در آنها رخ می‌دهد در گستره جرمی  $10M_{\odot}$  تا  $100M_{\odot}$  قرار دارند. این ستارگان در خلال

حیات طبیعی خود، هسته‌هایی شامل کربن - اکسیژن تشکیل می‌دهند؛ کربن به آرامی می‌سوزد تا نئون، منیزیم و سرانجام آهن تولید شوند. در نهایت، چگالی هسته به چنان سطح بالایی می‌رسد که تبهگن شود، در این صورت، فشار تبهگنی هسته را در مقابل وزنش نگه می‌دارد. لایه سیلیس در بالای هسته آهنی به سوختن ادامه می‌دهد و در نتیجه به هسته افزوده می‌شود تا اینکه جرم از حد چاندراسکار بیشتر می‌شود. آنگاه فرو می‌ریزد؛ یک ستاره نوترونی شکل می‌گیرد. ماده در حال سقوط، مجدداً به خارج هسته نوترونی پرتاب شده تا یک موج ضربه‌ای به طرف خارج تولید کند؛ این عمل منجر به انفجاراتی شدید در ماده نسوخته لایه‌های خارجی می‌شود.



شکل ۱۸-۱۶. منحنی‌های نوری عمومی ابرنواخترها. (الف) نوع I؛ به کاهش تدریجی توجه کنید. (ب) نوع II؛ به کاهش شدید و شانه توجه کنید.

فروریزش هسته یک ستاره تا چگالی‌های هسته‌ای به سهولت انرژی لازم برای قدرت بخشیدن به یک نواختر را تامین می‌کند. انرژی پتانسیل گرانشی یک ستاره نوترونی به جرم خورشید و شعاع  $R = 15$  کیلومتر برابر است با

$$E_{\text{grav}} \approx \frac{GM^2}{R}$$

$$\approx \frac{(7 \times 10^{-11})(2 \times 10^{30})^2}{1/5 \times 10^4}$$

$$\approx 2 \times 10^{46} \text{ J}$$

بسیار بیشتر از انرژی  $10^{44} \text{ J}$  مشاهده شده در یک انفجار ابرنواختری اما درست در حدود انرژی نوترینوها.

از آنجا که ابر نواخترهای نوع I به ستارگان با جرم تقریباً برابر جرم خورشید مربوط می‌باشند، این ستارگان حقیقتاً یک معما هستند، زیرا تصور این که چگونه یک ستاره با جرم خورشید می‌تواند به شدت یک ابر نواختر از هم پاشیده شود، مشکل است. یک ایده نواخترهای دوتایی را مطرح می‌سازد. تصور کنید که یک سیستم دوتایی شامل یک کوتوله سفید و یک ستاره معمولی باشد، به طوری که کوتوله سفید دارای جرمی بسیار نزدیک به حد چاندراسکار است ( $1/4 M_{\odot}$ ). اگر جرم کافی به سوی کوتوله سفید جریان یابد تا آن را به بالای این حد براند، ستاره شدیداً فروریزش می‌کند تا به یک ستاره نوترونی تبدیل شود. این فروریزش ممکن است به اندازه کافی انرژی آزاد نماید تا یک ابر نواختر ساخته شود. یک الگوی دیگر برافزایش بر روی یک کوتوله سفید غنی از کربن را می‌طلبد. اگر برافزایش منجر به دما و چگالی باندازه کافی بالایی شود، سوختن کربن می‌تواند در یک رشته آرامی به نام آتش‌زنی، منتقل شود. این آتش‌زنی کربن هنوز مخرب می‌باشد، و ستاره را به صورت قطعاتی به اطراف پراکنده می‌کند و بنابراین هیچ هسته نوترونی باقی نمی‌ماند. در این الگو، هیچ انفجار نوترینو یا شکل‌گیری ستاره نوترونی که برای انفجارات نوع دوم داریم، نخواهیم داشت.

### (ج) سحابی خرچنگ - یک باقیمانده ابر نواختر ویژه

سحابی خرچنگ [شکل (۱۸-۱۷)] فریب‌ترین و بررسی شده‌ترین باقی مانده ابرنواختری است. این سحابی برای اولین بار به عنوان باقیمانده ابر نواختری معرفی شد و در سال ۱۹۶۸ م. برای اولین بار ستاره مرکزی آن به یک تپنده مربوط گردید. دیگر باقیمانده‌های ابر نواختری در

برگیرنده تعدادی از مشخصات نشان داده شده توسط سحابی خرچنگ به عنوان یک پیش نمونه مهم به کار می‌رود.

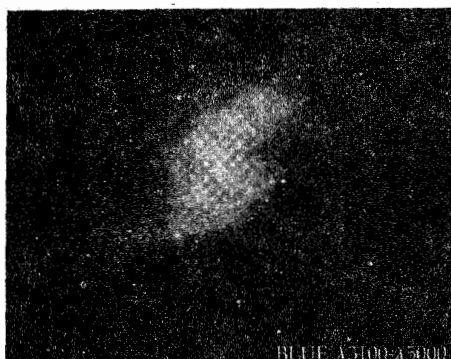
تعیین فاصله تا سحابی خرچنگ با استفاده از همان روش مشخص شده برای نواخترها (انبساط پوسته گازی) می‌باشد که حدود  $2000 \text{ pc}$  است. همچنین می‌توان آهنگ انبساط فعلی سحابی را برای پرون‌یابی تا زمان انفجار، به کار برد؛ این نتیجه با مشخصات ابر نواختر ۱۰۵۴ م. همخوانی دارد (اگر شتاب حاصل از انبساط اولیه را منظور داریم).

در ناحیه مرئی طیف، سحابی جنبه‌های مختلفی را نشان می‌دهد و این بدان بستگی دارد که آیا طیف در تابش یکی از خطوط نشری (مثل  $H_{\alpha}$ )، در تابش پیوستار، و یا از میان یک صافی قطبیده عکسبرداری شده است. تابش خط از اشکال رشته مانند کاملاً مشخصی صادر می‌شوند [شکل (۱۷-۱۸) ب]. جایی که چگالی گاز بیش از نواحی دیگر سحابی است. با تأکید بر رشته‌ها و توجه بیشتر به قسمت مرکزی سحابی، ناحیه گسیل‌کننده پیوستار وجود دارد. این ناحیه نیز شامل ساختار قابل ملاحظه‌ای می‌باشد که می‌تواند به صورت دسته‌ها یا تارهای مبهم توصیف شود. ظاهر و موقعیت این دسته‌ها به علت حرکات گاز یا به سبب حرکت امواج متراکم از میان گاز، با زمان تغییر می‌کنند.

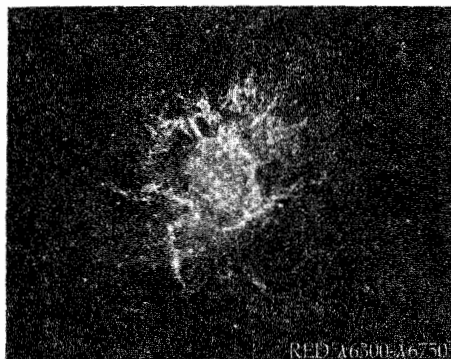
سرنخ مهمی از طبیعت سحابی خرچنگ از این حقیقت که تابش پیوستار قویاً به طور خطی قطبیده است، به دست می‌آید [شکل (۱۷-۱۸) ج و د]. نشانه دیگر، آن است که سحابی یک گسیل‌کننده رادیویی قوی می‌باشد، زیرا، توسط منبع رادیویی A گاو مشخص می‌شود (اولین منبع رادیویی کشف شده در صورت فلکی گاو). بستگی طول موج تابش هم در ناحیه مرئی و هم در ناحیه رادیویی با منحنی جسم سیاه پلانک بسیار متفاوت است: این تابش، تابش غیر گرمایی است. این خصوصیات آی. اس. شکلوسکی<sup>۱</sup> را بر آن داشت تا (در سال ۱۹۵۳ م.) تابش هم زمانی را منشأ هم نوری و هم پیوستار رادیویی بداند.

ما تاکنون تابش هم زمانی را در بخشهای (۴-۶ ج) و (۶-۱ ج) مورد بررسی قرار داده‌ایم، اما اجازه دهید در این جا به نکات اصلی اشاره کنیم. هنگامی که الکترونهای پرنرژی توسط یک میدان مغناطیسی شتاب دار می‌شوند، حول خطوط میدان مغناطیسی می‌چرخند [شکل (۱۸-۱۸)]. این حرکت سبب می‌شود که به طور قوی تابش پیوستار قطبیده گسیل شود که شدت آن در بسامدی معین هم به شدت میدان مغناطیسی و هم به انرژی الکترونها بستگی دارد.

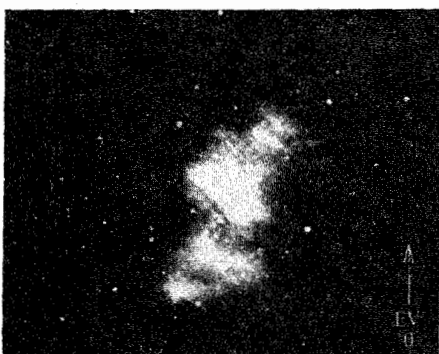
هر چه انرژی متوسط الکترون بیشتر باشد، بسامدی که در آن شدت بیشینه است، بیشتر می شود. بسیاری از منابع رادیویی دارای طیف رادیویی همزمان می باشند، اما، تعداد کمی تابش همزمان را به طور آنی در بسامدهای بالاتر مربوط به تابش مرئی گسیل می دارند. سحابی خرچنگ یکی از این تعداد کم می باشد.



(الف)



(ب)



(ج)



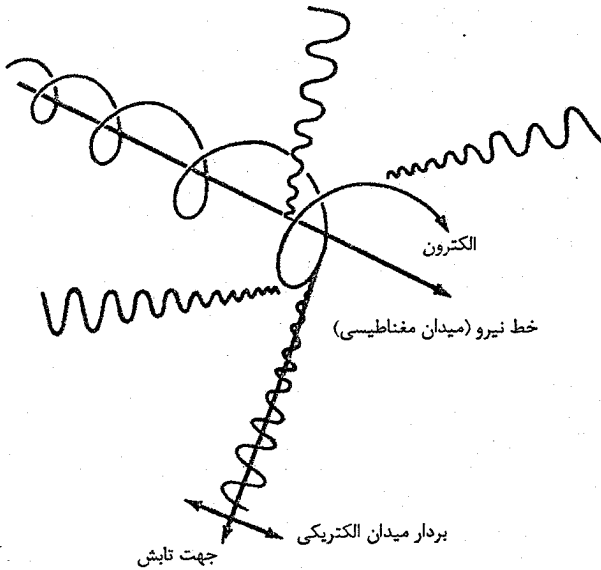
(د)

شکل ۱۸-۱۷. سحابی خرچنگ. این عکسها در نور معمولی و قطبیده گرفته شده اند. (الف) نور آبی، با تاکید بر نشر پیوستار. (ب) نور قرمز، ساختار رشته ای را نشان می دهد. (ج) نور قطبیده، بردار الکتریکی در صفر درجه (پیکان). (د) نور قطبیده، بردار الکتریکی در  $45^\circ$  (پیکان). به اختلاف در مقایسه با (ب) توجه کنید. (رصدخانه پالومار، انستیتو فن آوری کالیفرنیا)

شدت میدان مغناطیسی در این سحابی به طور تقریبی  $5 \times 10^{-8}$  تسلا است. این شدت میدان مقادیر فراوانی تابش همزمان به هنگام حرکت الکترونها با تندی نسبی تولید می کند، اما، این الکترونها نسبتی از کجا می آیند؟ ما حقایق مشاهده ای زیر را راجع به سحابی خرچنگ می دانیم: (۱) هنوز آن را تقریباً پس از ۹۳۰ سال از انفجار می بینیم، (۲) گازهای سحابی حرکت های شتابدار را از خود نشان می دهند، و (۳) مقادیر پدیده ای تابش همزمانی به گسیل خود ادامه می دهند. با در نظر گرفتن تمام این حقایق، به این نتیجه می رسیم که باید یک منبع انرژی



قوی در سحابی وجود داشته باشد. این منبع انرژی چیزی جز تپنده خرخرخ نیست که الکترونهاى نسبیتی و تابش همزمانی تولید می کند [بخش (۱۷-۲ ج)]. مشاهدات رادیویی نشان می دهند که شار کلی سحابی با آهنگ  $0/17$  درصد در سال کاهش یافته است که مقداری موافق با مقیاسهای زمانی کاهش چرخش تپنده می باشد.



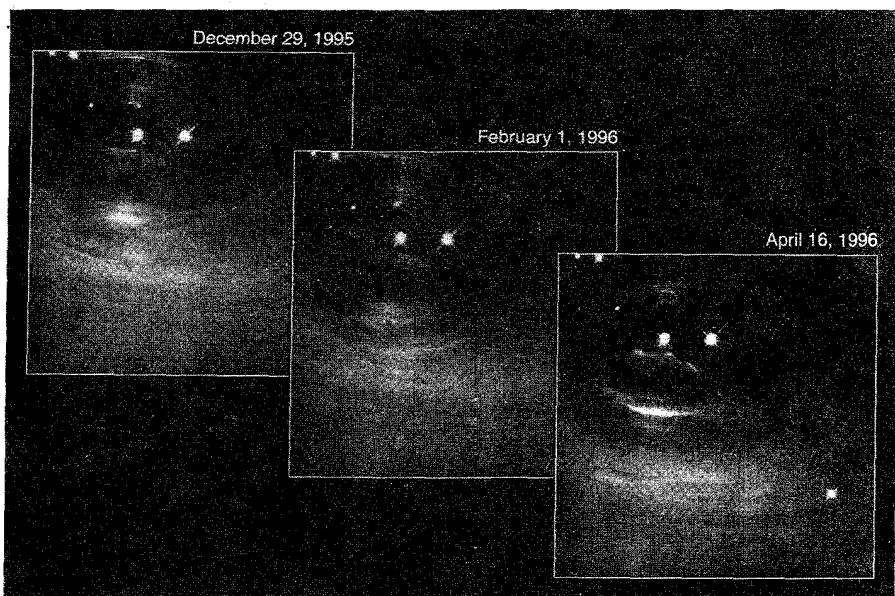
شکل ۱۸-۱۸. گسیل همزمان. یک الکترون نسبیتی حول خط نیروی مغناطیسی می چرخد. شتاب دورانی سبب می شود الکترون تابش قطبیده مسطح گسیل دارد.

HST جزئیات جدیدی از ساختار سحابی و تغییر دینامیک آن را که توسط تپنده صورت گرفته است، آشکار نموده است [شکل (۱۸-۱۹)]. آن را گره های تیز و اشکال دسته مانند احاطه کرده است. این دسته ها از تپنده به طرف بیرون با سرعت  $0/5c$  جاری هستند، بنابراین این اشکال به طور مری (به HST) هر چند روز یکبار تغییر می کنند. دو جهت قطبی جبهه های ضربه ای محلی را بوجود می آورند که بنظر می رسند در زمانی کوتاه در اطراف رقص کنان حرکت می کنند. حتی اگر انفجار زمانی طولانی در قبل رخ داده باشد، باقی مانده آن - تپنده - هنوز در اینجا این عمل را به جلو می برد.

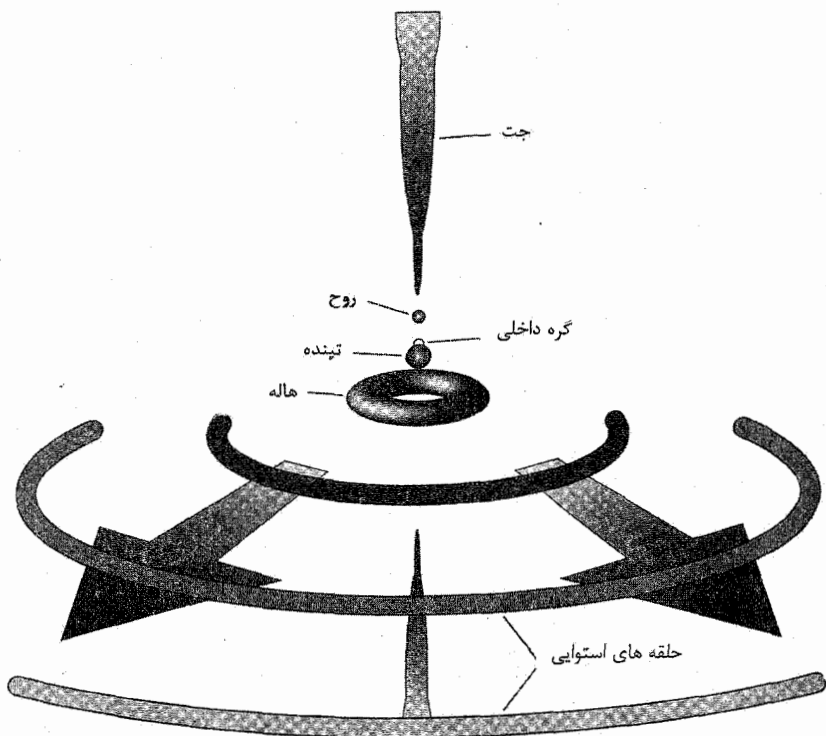
(د) سنتز هسته‌ای در ابرنواخترها

همان طور که در فصل ۱۶ خاطر نشان کردیم، سنگین‌ترین ستارگان می‌توانند عناصر را تا مرحله آهن جوش دهند؛ عناصر سنگین‌تر نیاز به واکنشهایی دارند که انرژی را به جای تولید کردن جذب نمایند. احتمالاً عناصر سنگین‌تر از آهن در انفجارات ابرنواختری ستارگان سنگین ساخته می‌شوند (نوع II).

ستاره‌ای با جرم بیش از  $10 M_{\odot}$  تا  $20 M_{\odot}$  در انتهای عمرش به صورت لایه‌ای به نظر می‌رسد: پوسته‌های کربن، هلیوم و هیدروژن در فواصل دورتر و دورتر از هسته آهنی. این حالت لایه‌ای در غیاب همرفتی و کاهش دما به طرف خارج نتیجه می‌شود. هسته آهن نمی‌تواند خود را تحمل کند؛ این هسته متقبض می‌شود و دمایش بالا می‌رود. در حدود  $6 \times 10^9 \text{K}$  تجزیه نوری آهن یک واکنش گرماگیر که نیاز به  $100$  میلیون الکترون ولت انرژی دارد،  ${}^{56}\text{Fe} + \gamma \rightarrow {}^{4}\text{He} + 4n$  نتیجه می‌دهد. این واکنش هسته انرژی را می‌رباید و بنابراین،

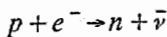
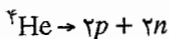


شکل ۱۸-۱۹. مشاهدات ناحیه داخلی سحابی خرچنگ توسط HST، تغییرات را در خلال زمان نشان می‌دهد. در زوج ستارگان در قسمت بالا و طرف چپ هر تصویر، تپنده ستاره طرف چپ می‌باشد. (جی، هستر، پی. اسکونن<sup>۱</sup>، و ناسا).

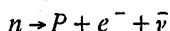


شکل ۱۸-۲۰. نمودار طرح واره‌ای از محیط اطراف در قلب سحابی خرچنگ بر اساس تصاویر HST. (CTIO/NOAO)

سریعتر منقبض می‌شود. وقتی آهن تجزیه شد:

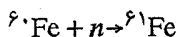
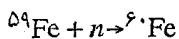
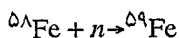
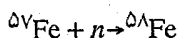
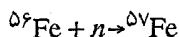


هسته به یک گاز نوترونی تبهگن تبدیل می‌شود. در این ضمن، لایه‌های بالای هسته به سرعت به طرف داخل سقوط می‌کنند و همچنین گرم می‌شوند. آنها هنوز دارای سوخت برای سنتز هسته‌ای می‌باشند. این هسته به طور انفجار آمیزی به سمت بیرون رفته و لایه‌های خارجی را به اطراف پراکنده می‌سازد. این جوش منجر به سیلی از نوترونهای پراثرژی می‌شود که می‌توانند توسط هسته‌های سنگین جذب شوند. اکنون فرآیندهای سریع و کند وارد عمل می‌شوند که "سریع" و "کند" به چگونگی سرعت فرآیند نسبت به تلاشی بتا مربوط می‌شود:



که حدود ۱۵ دقیقه طول می‌کشد. در فرآیند سریع، هسته‌ها نوترون‌ها را سریعتر از تلاشی بتا جذب می‌کنند؛ این فرایند مواد غنی شده از نوترون را می‌سازد. در فرآیند آهسته، نوترون‌ها آهسته‌تر از تلاشی بتا جذب می‌شوند و ماده غنی شده پرتونی نتیجه می‌شود. فرآیند سریع معمولاً به صورت فرآیند  $r$  و فرآیند آهسته به شکل فرآیند  $s$  خلاصه می‌شوند.

در این جا مثالهای خاصی از این نوع سنتز هسته‌ای آورده می‌شوند. فرض کنید که ابتدا با  $^{56}\text{Fe}$  شروع می‌کنیم؛ سپس توسط فرآیند  $r$  داریم،



اکنون،  $^{61}\text{Fe}$  تنها فقط حدود ۶ دقیقه پایدار است، و چنانچه هیچ نوترونی در این مدت جذب نشود، آنگاه توسط فرآیند  $s$  داریم،



مقیاسهای زمانی در ابرنواخترهای نوع II کوتاه هستند بنابراین در سنتز هسته‌ای تنها فرآیند  $r$  موثر می‌باشد. محتمل‌ترین محل برای وقوع آن پوسته هلیوم سوز می‌باشد که با ورود موج ضربه‌ای به آن صورت می‌گیرد. ما بر سنتز هسته‌ای در ابر نواخترها تاکید کرده‌ایم، اما غولهای قرمز نیز بعضی از عناصر سنگین را در خلال فاز AGB شان توسط فرآیند  $s$  می‌سازند. فرآیند  $s$  نمی‌تواند عناصر رادیواکتیو بسیار سنگین را به وجود آورد، زیرا افزایش نوترون آن قدر کند است که چنین تلاشی هسته‌ها توسط شکافت قبل از این که نوترونهای بیشتری بتوانند اضافه شوند، رخ می‌دهد. عموماً، عناصر ساخته شده توسط فرآیند  $s$  عناصری را که در فرآیند  $r$  ساخته می‌شوند تا جدول تناوبی را پر کنند، کامل می‌کند. سنتز هسته‌ای در غولهای قرمز بسیاری از عناصر سنگین‌تر از آهن و سبک‌تر از سرب را می‌سازند، اما عناصر سنگین‌تر از سرب نظیر اورانیوم و توریوم در ابر نواخترهای نوع II تولید می‌شوند.

## ۵) ابر نواختر ۱۹۸۷A

در شب ۲۴ فوریه سال ۱۹۸۷ م. یان شلتون<sup>۱</sup> از دانشگاه تورنتو<sup>۲</sup> در حال عکسبرداری از ابر ماژلان بزرگ<sup>۳</sup> (LMC)، همدمی برای کهکشان خودی، در رصدخانه لاس کامپاناس<sup>۴</sup> در شیلی<sup>۵</sup> بود. در عکس یک ستاره جدید و روشن در LMC وجود داشت. به طور شانسی شلتون عکسی از همان ناحیه در ۲۵ ساعت قبل گرفته بود. مقایسه دو عکس به طور مهیجی نشان داد که این ستاره روشنترین ابر نواختر از زمان کپلر در سال ۱۶۰۴ م. می باشد. به ابر نواختر نام SN ۱۹۸۷A (A) به خاطر اولین ابر نواختر کشف شده در سال ۱۹۸۷ م. می باشد) داده شد. LMC ۵۲kpc از ما دور است؛ لذا ابر نواختر در واقع حدود ۱۷۰۰۰۰ سال قبل منفجر شده است. با استانداردهای نجومی، LMC نزدیک است، لذا اولین شانس را برای مطالعه یک ابر نواختر با جزئیات توسط ابزار جدید نجومی بدست آورده ایم [شکل (۱۸-۲۱)].

پیش ترین کار آشکارسازی نوترینوهای ناشی از انفجار بوده است. یک آزمایش مشترک بین ایالات متحده و ژاپن در کامیوکای<sup>۶</sup> ژاپن بنام کامیوکاند<sup>۷</sup> انفجار نوترینو را در زمانی حدود یک روز قبل از انفجار ابر نواختر به صورت مریی، آشکارسازی کرد. وقایع نوترینو توسط آشکارسازها در یک معدن نمک در منتور<sup>۸</sup> اوهایو<sup>۹</sup> نیز مشاهده شدند. آشکارسازی نوترینوها (اولین بار برای یک منبع در خارج از منظومه شمسی) قویا دلالت بر یک ابر نواختر نوع II دارد - مرگ یک ستاره سنگین. اما فقط چند نوترینو از مقدار تخمین زده شده  $10^{15} m^{-2}$  که از ۱۹۸۷A SN به زمین رسیدند، توانستند آشکارسازی شوند. کامیوکاند II تنها ۱۲ نمونه را آشکارسازی کرد، که از آنها شش نمونه در اولین ثانیه فروریزش هسته بودند!

مشاهدات جستجوگر فوایتش بین المللی<sup>۱۰</sup> و آن چیزهایی که در رصدخانه جنوبی اروپایی قرار دارند، هر دو تاکید کردند که جد ابر نواختر (ستاره ای بنام سان دولیک<sup>۱۱</sup> - ۶۹۲۰۲) یک ستاره ابرغول آبی بود، نه یک ابرغول قرمز. چرا یک ستاره آبی در ابتدا منفجر شده بود و نه یک ستاره قرمز، معمایی بود. جواب این است که جرم رشته اصلی ستاره ای که منفجر شد حدود

1- Ian Shelton

2- Toronto

3- Large Magellanic Cloud

4- Las Campanas Observatory

5- Chile

6- Kamioka

7- Kamiokande

8- Mentor

9- Ohio

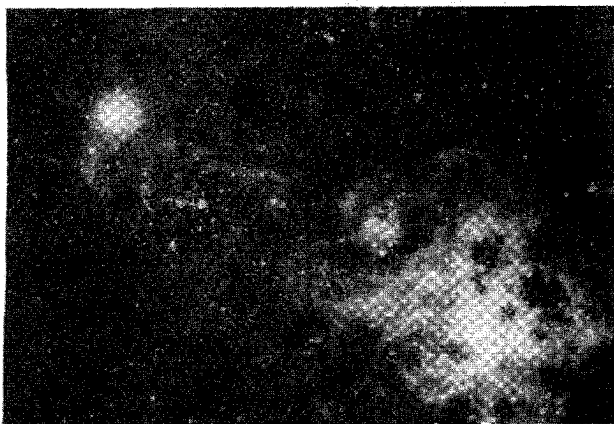
10- International Ultraviolet Explorer

11- Sanduleak

$20M_{\odot}$  بود، و آن احتمالاً در زمان انفجار حدود ۱۰ میلیون سال عمر داشت. به علت کاهش جرم، آن به طرف آبی نمودار H-R برگشته است.



(الف)

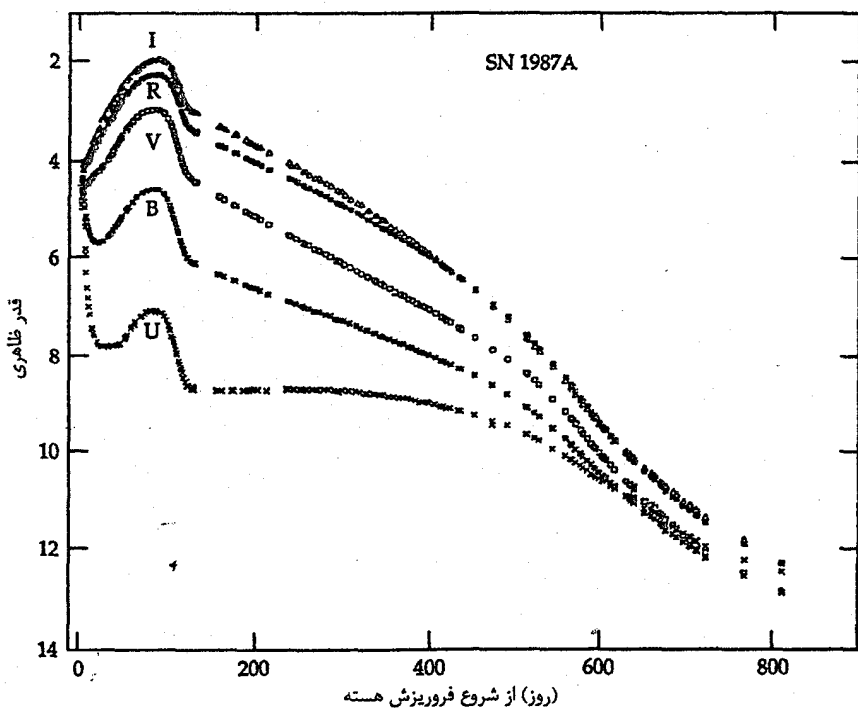


(ب)

شکل ۱۸-۲۱. SN ۱۹۸۷A در ابر ماژلان بزرگ. عکس دست چپ ستاره اجدادی را قبل از انفجارش نشان می‌دهد؛ عکس طرف راست ابرنواختر را در ۲۶ فوریه سال ۱۹۸۷ م. به هنگام رسیدن به قدر ظاهری ۴/۴ نشان می‌دهد. (رصدخانه جنوبی اروپایی)

ابرنواختر مریی در اواخر ماه مه سال ۱۹۸۷ م. به قله روشنی رسید [شکل (۱۸-۲۲)]. در اواسط ژوئیه، نور انفجار صورت گرفته را منعکس می‌کند [شکل (۱۸-۲۳)]; این‌ها از ورقه‌های نازکی در فواصل ۱۴۰ و ۴۰۰ pc در جلوی ابرنواختر نتیجه می‌شوند. اینها نور را منعکس کرده و

لذا مدت طولانی تری برای رسیدن به زمان معین، لازم دارند و بنابراین بعد از انفجار به زمین می‌رسند. از ژوئیه تا نوامبر به صورت نمایی با نیمه عمر ۷/۷۸ روز کاهش پیدا می‌کند (با عمر متوسط ۴/۱۱۳ روز) که دقیقاً با نیمه عمر عنصر رادیواکتیو  $^{56}\text{Co}$  که یکی از عناصر اصلی مورد انتظار در تولید انفجار ابرنواختری می‌باشد، برابر است. در این مرحله انرژی ابرنواختر از گرم شدن پوش توسط پرتوهای  $\gamma$  تولیدی ناشی از تلاشی کبالت تامین می‌شود. تا سال ۱۹۸۸ م. کدری پوش به مقداری کم می‌شود که پرتوهای  $\gamma$  ممکن است مستقیماً به فضا فرار کنند، بنابراین نور با سرعت بیشتری شروع به زایل شدن می‌کند.



شکل ۱۸-۲۲. منحنی‌های نوری برای SN ۱۹۸۷A. داده‌ها برحسب قدر در نوارهای UBVR I برحسب زمان به روز از شروع فروریزش هسته ستاره اجدادی داده شده‌اند. نقاط آخر مربوط به ۱۶ ماه مه سال ۱۹۸۹ م. است. (CTIO/NOAO)



شکل ۱۸-۲۳. انعکاسهای نور از SN ۱۹۸۷A که در سال ۱۹۸۹ م. مری بود. این تصویر منفی پردازش شده روشنی حلقه‌ها را برجسته کرده است. (رصدخانه آنجلو - استرالیا<sup>۱</sup>)

SN ۱۹۸۷A تمام آزمونهای مشاهده‌ای اصلی لازم برای تایید اشکال اصلی الگوهای ابرنواختی را پشت سر نهاده است. برای اولین بار نوترینوها مشاهده شدند، و آنها انرژی کل  $10^{46}$  J را که ناشی از فروریزش هسته است، تایید کردند - درست همان گونه که پیش‌بینی می‌شد. و هم چنین برای اولین بار، ستاره‌شناسان سرانجام شکل‌گیری واقعی یک ستاره نوترونی را در واقعه یک ابرنواخت مشاهده نمودند!

### ۱۸-۶ منابع پرتو X: دو تایی و متغیر

تلسکوپهای پرتو X جهان انرژی بالا (فوتونهایی با انرژیهای ۱ تا ۱۰۰ کیلو الکترون ولت) را به روی ما باز کرده است. ابزار پرتو X اوهورو<sup>۲</sup> و انیشتن در مدار زمین داده‌های باارزشی از چشمه‌های پرتو X کهکشانی آماده کرده‌اند که اکثر این چشمه‌ها متغیر و بعضی از آنها سیستم‌های



دوتایی می‌باشند. چندتایی از این چشمه‌ها ممکن است دارای سیاه چاله باشند. به نظر می‌رسد که تغییر نشانی از این منابع دارد، بخشی به علت این است که فرآیندهای برافزایشی آنها را می‌رانند.

تعدادی از چشمه‌های پرتو  $X$  دوتایی دیده شده‌اند [جدول (۴-۱۸)]. آنها به دو دسته اصلی تقسیم می‌شوند: دوتایی‌های پرتو  $X$  با جرم زیاد (گاهی اوقات به صورت HMXR B خلاصه می‌شود) و دوتایی‌های پرتو  $X$  با جرم کم (LMXR B). جرم "کم" یا "زیاد" به همدم منبع پرتو  $X$  اتلاق می‌شود نه به خود منبع. سیستم‌های با جرم کم حاوی ستاره نوع آخر با جرم کم می‌باشند که تابندگی نوری آن بسیار کمتر از تابندگی پرتوهای  $X$  آن می‌باشد؛ دوره‌های تناوب مداری آنها در بازه چند ساعت تا چند روز قرار دارند. سیستم‌های با جرم زیاد شامل ستارگان نوع اولیه غول یا ابرغول می‌باشند و تمایل دارند بیشتر از سیستم‌های کم جرم در صفحه کهکشانی مجتمع شوند. دوره‌های تناوب مداری آنها در بازه چند روز تا صدها روز قرار دارد.

منابع سیاه‌بندی شده در جدول (۴-۱۸) دارای تابندگی پرتو  $X$  در بازه  $10^{29}$  تا  $10^{31} W$  می‌باشد. سه نمونه از چشمه‌ها (۱- $X$  هرکول، ۳- $X$  قنطوروس و ۱- $X$  ابرماژلانی کوچک) دارای تپهای پرتو  $X$  با دوره تناوب کوتاه می‌باشند؛ آنها تپندهای پرتو  $X$  هستند. این دوتایی‌ها دارای یک ستاره نوترونی مغناطیبه به عنوان جرم برافزایش کننده و منبع پرتو  $X$  می‌باشند. میدانها مواد برافزایش شونده را در بخش کوچکی از سطح ستاره نوترونی هم جهت می‌کنند (احتمالاً از طرف باد ستاره‌ای همدم)؛ بنابراین، نشر توسط دوره تناوب چرخش ستاره نوترونی باریکه و مدوله می‌شود.

جدول ۴-۱۸. بعضی از چشمه‌های پرتو  $X$

نام	فاصله (kpc)	دوره تناوب دوتایی (روز)	تابندگی پرتو $W(x)$ (۲-۱۱ keV)	نمونه طیفی ستاره مرئی	نوع دوتایی پرتو $X$
۱- $X$ مرغ	۲/۵	۵/۶	$2 \times 10^{30}$	۵۹/Vlab	HMXR B
۳- $X$ قنطوروس	۸	۲/۰۸۷	$4 \times 10^{30}$	۵۶/II - III	HMXR B
۱- $X$ ابر ماژلانی کوچک	۶۵	۳/۸۹	$6 \times 10^{31}$	BoI	HMXR B
۱- $X$ بادبان	۱/۴	۸/۹۷	$1/4 \times 10^{29}$	B/۰۵Ib	HMXR B
۱- $X$ هرکول	۵	۱/۷۰	$1/0 \times 10^{30}$	A۹-F۰(هرکول HZ)	HMXR B
۱- $X$ عقرب	۰/۷	۰/۷۸۷	$2/0 \times 10^{31}$	(V۸۱۸ عقرب)؟	HMXR B

بعضی از سیستمها (۳-  $X$  قنطوروس، ۱-  $X$  ابر ماژلانی کوچک، ۱-  $X$  بادبان، ۱-  $X$  پرگار و ۱-  $X$  هرکول) نظیر گرتی پرتو  $X$  رفتار می کنند؛ همان طور که سیستم را نگاه می کنیم، چشمه پرتو  $X$  از پشت ستاره معمولی عبور می کند. با استفاده از تجزیه و تحلیل طیف سنجی نور ستاره مرئی (نه منبع پرتو  $X$ )، می توانیم تغییرات در انتقال دوپلری را مشاهده کنیم و بنابراین دوره های تناوب مداری را که به طور نمونه درست چند روز است به دست آوریم. دوره های تناوب کوتاه دلالت بر این دارند که مدارها فقط چند برابر بزرگتر از مدارهای ستارگان اولیه هستند. سپس اگر فاصله بین دو شئی را تعیین کنیم، می توانیم مجموع جرمها (ستاره معمولی به اضافه منبع پرتو  $X$ ) را از قانون سوم کپلر به دست آوریم. با تعیین جرم ستاره معمولی از تابندگی اش (با استفاده از قانون جرم - تابندگی)، همچنین می توانیم جرم چشمه پرتو  $X$  را تعیین کنیم. اگر این جرم به اندازه کافی بزرگ باشد (بیش از ۵ برابر جرم خورشید، حد بالا برای یک ستاره نوترونی)، چشمه پرتو  $X$  احتمالاً یک سیاه چاله است!

برای  $HMXRB$  ها، ستاره های نوترونی دارای جرمهایی نزدیک به حد چاندرا سکار  $1/4 M_{\odot}$  می باشند. بنابراین، این ستارگان ممکن است از فروریزش هسته تبهگن یک ستاره کاملاً تحول یافته یا توسط برافزایش بر روی یک کوتوله تبهگن شکل گرفته باشند. اگر  $HMXRB$  ها دارای دوره های تناوب مداری چند ساعت باشند، بنابراین احتمالاً حاوی یک همدم کوتوله نمونه آخر و یک منبع پرتو  $X$  به جرمهای یک جرم خورشیدی خواهند بود. برافزایش کننده جرم را از حد روچ همدم برمی دارد. منبع پرتو  $X$  در بعضی از حالات دارای یک قرص برافزایشی بسیار ضخیم می باشد، که هندسه و حرکت تقدیمی آن می تواند نشر پرتو  $X$  را به اشکال پیچیده ای مدوله کند.

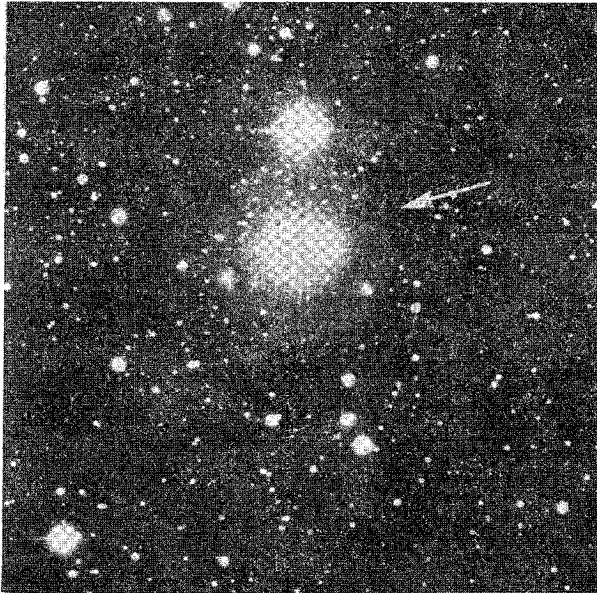
اجازه دهید به طور مشروح نظری بیاندازیم به چند نمونه از این منابع پرتو  $X$  مرئوز.

### (الف) ۱- $X$ مرغ

یک نامزد قوی برای یک سیاه چاله، ۱-  $X$  مرغ است که یک چشمه قوی پرتو  $X$  در صورت فلکی مرغ می باشد. ۱-  $X$  مرغ حدود  $2 \times 10^3$  وات پرتو  $X$  گسیل می دارد. مشاهدات نشان داده اند که ۱-  $X$  مرغ در کمتر از یک هزارم ثانیه سوسو می زند. این مشاهده دلالت بر آن دارند که منبع پرتو ایکس فشرده می باشد. در سال ۱۹۷۱ م. نجوم دانان رادیویی انفجارات رادیویی ۱-  $X$  مرغ را کشف کردند و قادر شدند که این محل را بهتر از نجوم دانان پرتو  $X$  مشخص کنند. در محتمل ترین مکان برای ۱-  $X$  مرغ یک ابرغول  $O$  قرار دارد [شکل (۱۸-۲۴)]. این ستاره

HDE ۲۲۶۸۶۸ (توسعه فهرست هنری دراپر<sup>۱</sup>) نامیده می‌شود و دارای نوع طیفی O ۹/VI است، یعنی یک ابرغول با دمای سطحی تقریبی ۳۱۰۰۰k.

مشاهدات نوری نشان می‌دهند که خطوط تاریک در طیف این ابرغول آبی مربوط به انتقالات دوپلری متناوب در مدت ۵/۶ روز می‌باشد؛ این ستاره همراه با چشمه پرتو X (یک همدم سنگین غیرمرئی از نظر نوری) حول یک مرکز جرم معمولی در هر ۵/۶ روز می‌گردند. مع ذلک، تعیین جرم ۱-X مرغ سخت است، زیرا اطلاعات کافی برای حل تابع جرم جهت تعیین اجرام نداریم [بخش ۱۲-۳ (ب)]. می‌توانیم انتقال دوپلری در طیف همدم مرئی را مشاهده کنیم، اما نمی‌توانیم سرعت منبع پرتو X را به دست آوریم. به علت این که گرفت ۱-X مرغ دیده نشده است، میل مداری آن را نمی‌دانیم. بنابراین، نمی‌توانیم هیچیک از جرمها را جداگانه تعیین کنیم.



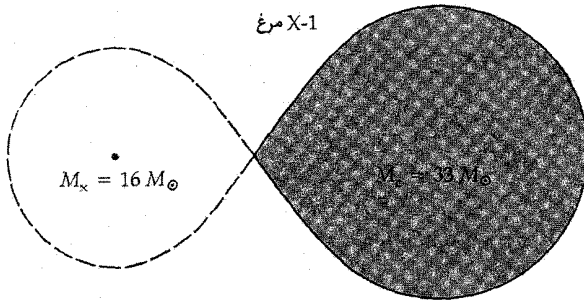
شکل ۱۸-۲۴. ابرغول آبی HDE ۲۲۶۸۶۸. این ستاره یک ستاره مرئی است که ۱-X مرغ حول آن می‌گردد. (جی. کریستین<sup>۲</sup>)

می‌توانیم این مساله را به صورت زیر بررسی کنیم. برای یک منبع پرتو X به جرم  $M_x$  و همدمی به جرم  $M_c$ ، تابع جرم نوری بدینصورت است

$$f(M_x, M_c) = \frac{(M_x \sin i)^2}{(M_x + M_c)^2} = \frac{P (V_c \sin i)^2}{2\pi G} \quad (4-18)$$

که  $i$  تمایل مداری،  $P$  دوره تناوب مداری، و  $V_e \sin i$  سرعت تصویر شده همدم نوری می باشند. توجه داشته باشید که مقدار تابع جرم کمترین مقدار ممکن است که  $M_x$  می تواند داشته باشد؛ آن مربوط به سیستمی با  $M_c = 0$  و  $i = 90^\circ$  است. برای  $X-1$  مرغ،  $V_e \sin i = 76 \pm 1 \text{ km/s}$  سپس اگر ابرغول دارای جرم  $33 M_\odot$  باشد،  $X-1$  مرغ احتمالاً جرمی به بزرگی  $16 M_\odot$  [شکل (۱۸-۲۵)] خواهد داشت. اگر چنین باشد،  $X-1$  مرغ بایستی یک سیاه چاله باشد، به شرطی که حد جرم برای یک ستاره نوترونی  $3 M_\odot$  باشد.

توجه کنید که پرتوهای  $X$  از خود سیاه چاله نمی آیند، بلکه از قرص برافزایشی ماده اطراف آن سرچشمه می گیرند. شاید جرم از ابرغول آبی توسط یک باد ستاره ای به طرف سیاه چاله فرو می ریزد. تکانه زاویه ای آن سبب می شود که سقوط ماده به طرف قرص جهت داده شود، که این قرص در اثر نیروهای جزر و مدی و تبدیل انرژی پتانسیل گرانشی به انرژی گرمایی، داغ می شود. قسمتهایی از این قرص دارای دماهایی حدود چند میلیون درجه کلوین می باشند؛ این اجزاء پرتوهای  $X$  تولید می کنند.



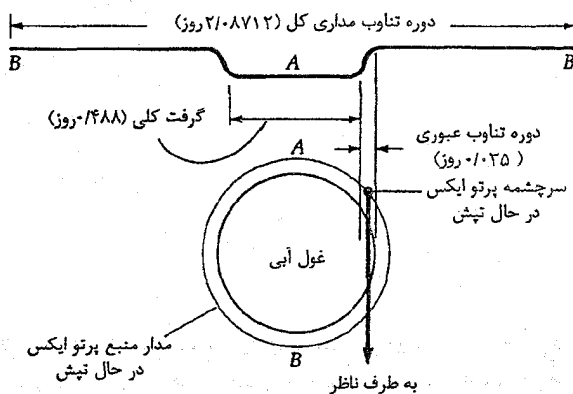
شکل ۱۸-۲۵. ترسیم طرح واره ای از سیستم دوتایی  $X-1$  مرغ. همدم نوری نشان می دهد که حد روچ خود را پر کرده است. قرص برافزایشی در این مقیاس مری نیست. (گرفته شده از نمودار ترسیم شده توسط جی. ای. مک کلیناک<sup>۱</sup>)

### (ب) $X-3$ قنطوروس

گسیل پرتو  $X$  می تواند از برافزایش بر روی ستارگان نوترونی نتیجه شود. مثالی از این نمونه  $X-3$  قنطوروس می باشد. (خلاصه شده به صورت  $X-3$  Com). قمر مصنوعی اوهورو نشان

داد که این چشمه پرتو  $X$  در هر  $۴/۸۴$  ثانیه می‌تپد. همچنین، مشاهدات طولانی آشکار نموده‌اند که گرفت‌های پرتو  $X$  هر  $۲/۰۸۷$  روز رخ می‌دهند و در حدود  $۰/۵$  روز طول می‌کشند. بنابراین، در می‌یابیم که مدار  $X-۳$  قنطوروس متمایل است. در نتیجه، صفحه آن در امتداد دید ما قرار دارد. نور ستاره کم نوری در موقعیت چشمه پرتو  $X$  با همان دوره تناوب  $X-۳$  قنطوروس تغییر می‌کند. این ستاره به یک غول آبی در فاصله حدود  $۸\text{kpc}$  تبدیل می‌شود.

این اطلاعات تماماً در قالب یک الگوی ساده برای سیستم دو تایی  $X-۳$  قنطوروس قرار می‌گیرد [شکل (۱۸-۲۶)].  $X-۳$  قنطوروس تقریباً در یک مدار دایره‌ای حول غول آبی با سرعت  $۴۱۵$  کیلومتر بر ثانیه می‌چرخد. مدار آن دارای شعاعی حدود  $۱۱ \times ۱۰^۶$  کیلومتر است. در چنین فاصله نزدیکی، ماده جاری از ستاره غول توسط چشمه پرتو  $X$  جذب می‌شود. آن طوری که از زمین دیده می‌شود در حدود هر دو روز، یکبار چشمه پرتو  $X$  پشت ستاره غول قرار می‌گیرد و گرفت پرتو  $X$  رخ می‌دهد. این گرفت‌ها به ما اجازه می‌دهند تا جرم  $X-۳$  قنطوروس را تخمین بزنیم:  $۱/۵$  برابر جرم خورشید - احتمالاً یک ستاره نوترونی کم جرم که در یک انفجار ابرنواختری به وجود آمده است.



شکل ۱۸-۲۶. الگوی سیستم دو تایی  $X-۳$  قنطوروس. (اقتباس از نموداری توسط اچ. گورسکی)

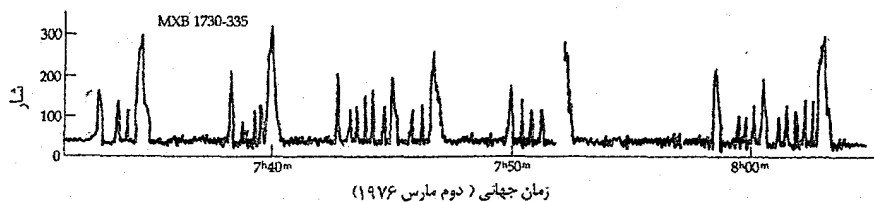
این حقیقت که  $X-۳$  قنطوروس یک تپنده پرتو  $X$  است الگوی ستاره نوترونی را نیز تأیید می‌کند که با الگوی تپنده‌های رادیویی با عنوان ستارگان نوترونی مغناطیسی مشابه است. تپهای پرتو  $X$  ممکن است از برافزایش ماده هدایت شده به نواحی قطبی مغناطیسی ستاره نوترونی

توسط میدان مغناطیسی شدید ناشی شده باشند.

### (ج) انفجارات پرتو ایکس و پرتو گاما

انفجارات پرتو  $X$  توسط گسیل کم، اما قوی انفجارات پرتوهای  $X$  خود را از دیگر چشمه‌های پرتو  $X$  متمایز می‌کنند [شکل (۱۸-۲۷)]. این انفجارات می‌توانند در فواصل منظم چند ساعت یا چند روز رخ دهند. سایر انفجارات در رشته‌های سریعی نظیر یک تفنگ چند صد انفجار در روز را شلیک می‌کنند. یک انفجار ۱۰ ثانیه‌ای به اندازه‌ای که خورشید در طول یک هفته و در کلیه طول موجها تابش می‌کند، انرژی پرتو  $X$  را حمل می‌نماید. عموماً، انفجارات پرتو  $X$  از نوع LMXRها می‌باشند، و آنها تمایل دارند به طرف مرکز کهکشان خوشه‌ای شوند. در چندتایی از آنها انفجارات نوری دیده شده است که به انفجارات پرتو  $X$  مربوط می‌باشند. حدود ده نمونه از انفجاری‌ها در خوشه‌های کروی پیدا شده‌اند، که حدود ۳۰٪ از کل را تشکیل می‌دهند.

تا به امروز، به نظر می‌رسد که احتمالاً الگوی یک ستاره نوترونی به بهترین وجهی خصوصیات انفجاری‌های پرتو  $X$  را توصیف می‌کند؛ شدت در کمتر از ۱ ثانیه به قله می‌رسد، حدود ۱۰ ثانیه طول می‌کشد، و فاصله بین انفجارات حدود ۲ ساعت است؛ دماهای موثر جسم سیاه  $3 \times 10^7 \text{ K}$ . انفجاری‌های نزدیک مرکز کهکشان تمرکز یافته‌اند؛ اگر آنها در فاصله ۱۰ kpc از ما باشند، یک انفجار دارای بیشینه تابندگی چند برابر  $10^{31}$  وات خواهد بود. دمای موثر  $3 \times 10^7 \text{ K}$  نیاز به جسم سیاهی با شعاع تقریبی ۹ km دارد تا بتواند  $2-3 \times 10^{31} \text{ W}$  انرژی تولید کند. این موضوع راهنمایی می‌کند که انفجاری‌ها در حقیقت ستارگان نوترونی در سیستم‌های دوتایی می‌باشند که همدم کم جرم حد روج خود را پر کرده است. این الگو مشابه الگوی مربوط به نواخترها می‌باشد، تفاوت‌ها به این مربوط می‌شود که در اینجا مواد روی ستاره نوترونی فرو



شکل ۱۸-۲۷. مشاهدات منفجرشونده پرتو  $X$ . منفجر شونده سریع MXB 1730-335 رشته‌ای در حدود هر ده دقیقه را تکرار می‌کند. (گرفته شده از نمودار ترسیم شده توسط دبلیر. لوین<sup>۱</sup>)

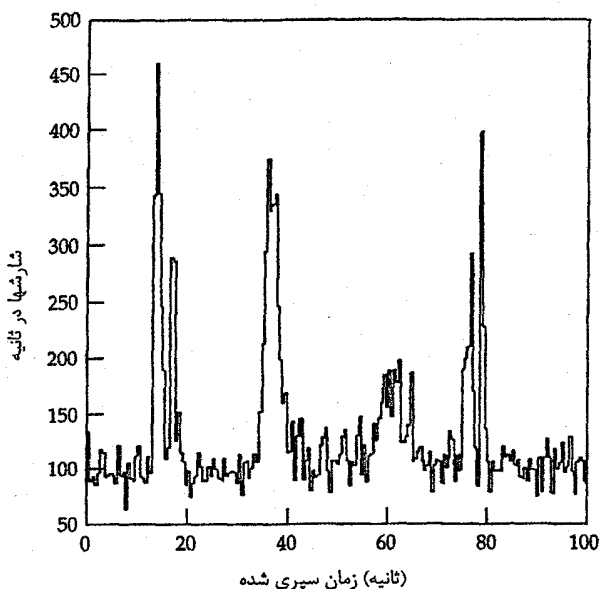
می‌ریزند نه روی یک کوتوله سفید، و دماها طوری بالا هستند که انرژی به صورت پرتوهای  $X$  خارج می‌شوند تا به صورت نور مرئی. به بیان دیگر، انفجاری‌ها از جرقه‌های گرما هسته‌ای در ستارگان نوترونی سیستم‌های دوتایی با مغناطیدگی ضعیف (حدود  $T = 10^4$ )، و برافزایشی سریع (حدود  $10^{-10} M_{\odot}/\text{year}$ ) نتیجه می‌شوند.

انفجاری‌های پرتو  $\gamma$  به طور اتفاقی توسط ماهواره‌های طراحی شده برای ردیابی انفجارات گرما هسته‌ای بر روی زمین، کشف شدند. آنها با طول مدت  $0/1$  تا  $10$  ثانیه و وقوع اتفاقی در اطراف آسمان وقایعی گذرا هستند [شکل (۱۸-۲۸)]. به ندرت دیده شده است که یک منبع بیش از یکبار منفجر شده باشد. یک چنین منبعی به باقی مانده ابرنواختری در ابر ماژلانی بزرگ مربوط می‌باشد. عموماً، موقعیت‌های انفجاری‌های پرتو  $\gamma$  به خوبی شناخته نشده‌اند (جعبه‌های خطای موقعیتی شامل  $10$  دقیقه قوسی مربع می‌باشند)، بنابراین تعیین همتهای نوری آنها سخت می‌باشند.

رصدخانه پرتوی گامای کمپتون آزمایش خاصی (آزمایش منبع گذرا و انفجاری<sup>۱</sup> یا BATSE) برای آشکارسازی انفجاری‌های پرتوگاما دارد. به طور نمونه، BATSE حدود یک انفجار در روز را مشاهده و تا کنون کم و بیش هزاران نمونه را ثبت کرده است. به طور قابل توجهی، انفجارها در آسمان یک روند به نظر می‌رسند، که دلالت بر این دارند منابع آنها یا خیلی نزدیکند (محلی) یا خیلی دور (کیهان شناختی). اما آنها چه هستند؟ پاسخ به طور گسترده‌ای به فواصل آنها بستگی دارد، و ما آنها را نمی‌دانیم! اگر محلی باشند، آنها ممکن است مرکب از هاله‌ای از ستارگان نوترونی، حدود  $100 \text{ kpc}$  دور، باشند که به صورت تپنده‌های پرتو  $\gamma$  عمل می‌کنند. اگر کیهان شناختی باشند، آنگاه منابع آنها بایستی پر قدرت‌ترین‌ها در کیهان باشند، و ساز و کار فیزیکی ناشناخته است. حل راز انفجاری‌های پرتوگاما بعنوان یک مساله برجسته در اختر فیزیک معاصر می‌باشد.

مشاهدات اخیر ممکن است بخوبی با راز انفجاری پرتوگاما برخورد کرده باشد. در فوریه سال ۱۹۹۷ م، ماهواره ایتالیایی - آلمانی Beho SAX محل یک انفجاری پرتوگاما را با دقت موقعیتی خوبی تعیین کرد - آنقدر خوب که ستاره‌شناسان در لاپالما<sup>۲</sup> توانستند یک همتهای نوری برای منبع محو شونده پیدا کنند. HST وارد عمل شد تا منبع را مشاهده کرده و آن را به منبع نقطه‌ای با شکل گسترده‌ای تجزیه نماید. تا آن زمان، شاهدهی قوی برای فاصله تا منبع

وجود نداشت. سپس در آغاز ماه مه سال ۱۹۹۷ م. Beho SAX انفجار دیگری را که ستاره‌شناسان قادر بودند آن را در پالومار<sup>۱</sup> تایید کنند، نشان داد. چند روز بعد، یکی از تلسکوپهای کک برای بدست آوردن طیف هم‌تای اپتیکی سریع محو شونده مورد استفاده قرار گرفت. طیف خطوط تاریک باریکی از نمونه خطوط ابرهای بین کهکشانی که در طیف‌های اختروشها ظاهر می‌شوند [بخش (۲۴-۴)] را نشان داد. از انتقال به قرمز این خطوط، فاصله تا منبع چند Gpc تخمین زده شده است - قطعاً برون کهکشانی. بنابراین یک انفجار گاماکیهان را برای چند ثانیه با انرژی بیش از انرژی هر پدیده شناخته شده دیگری روشن می‌کند!



شکل ۱۸-۲۸. انفجاری پرتوگامای GB ۸۰۰۷۰۹ توسط ماموریت زهره پیش‌تاز<sup>۲</sup> مشاهده شد. به رشته کاملاً مشخص از میله‌های مجاز در طول مدت حدود یک دقیقه توجه کنید.



## مفاهیم و معادلات کلیدی

رابطه  $P-L$  برای قیقاووسی‌های جمعیت  $I$  تابع جرم برای منابع پرتو  $X$  دوتایی

$$f(M_x, M_c) = \frac{(M_x \sin i)^2}{(M_x + M_c)^2} = \frac{P(V_c \sin i)^2}{4\pi G} \quad M_V = -2/\sqrt{6} (\log P - 1/0) - 4/16$$

فاصله تا یک پوسته در حال انبساط

$$d = \frac{V_r}{4/\sqrt{4}\mu''}$$

## مسائل

۱. یک متغیر قیقاووسی با دوره تناوب ۱۰ روز، شعاع متوسط حدود  $100R_{\odot}$ ، و سرعت شعاعی متوسط  $15 \text{ km/s}$  را در نظر بگیرید. تغییر در شعاع آن  $\Delta R = R(2) - R(1)$  چقدر است؟

۲. با بیان خودتان، افت و خیز نمایه‌های ستاره تپنده نمونه نمایش داده شده در شکل (۱۸-۲) را توضیح دهید.

۳. یک متغیر قیقاووسی در یک کهکشان فرضی مشاهده شده است که با یک دوره تناوب ۱۰ روزه می‌تپد و قدر مرئی ظاهری متوسط ۱۸ را دارد. مشخص نشده است که این ستاره یک قیقاووسی جمعیت I یا II می‌باشد.

(الف) دو فاصله ممکن از کهکشان چقدر است (از جذب بین ستاره‌ای صرف نظر کنید)؟

(ب) نسبت این فواصل چقدر است؟

(ج) اگر کهکشانهای دیگر را بررسی کنیم، آیا این نسبت تغییر می‌کند؟ توضیح دهید.

(د) آیا این نسبت برای قیقاووسی‌ها با دوره‌های تناوب مختلف، متفاوت است؟

۴. اگر تلسکوپ ما قدر محدود ۲۲ را دارا باشد، فاصله بیشینه‌ای که می‌توانیم ببینیم چقدر است؟

(الف) ستارگان RR شلیاق

(ب) قیقاووسی‌های کلاسیک

(ج) ستارگان W سنبله

(د) نواخترهای معمولی

(ه) نواخترهای کوتوله

(و) ابر نواخترها

این فواصل را با قطر کهکشان خودی مقایسه کنید. [راهنمایی: از جداول (۱۸-۱) تا (۱۸-۳) کمک بگیرید.]

۵. انفجار نواختر عقاب (V 603 عقاب) در ژوئن ۱۹۱۸ م. رخ داد، که در آن زمان به روشنایی با قدر ۱/۱- رسید. طیفهای آن انتقالات دوپلری خطوط جذبی مربوط به سرعت ۱۷۰۰ کیلومتر بر ثانیه را نشان دادند. تا سال ۱۹۲۶ م. این ستاره توسط یک پوسته رقیق با قطر ۱۶ ثانیه قوسی احاطه شد. فاصله تا نواختر عقاب برحسب پارسک و قدر مطلق آن در بیشینه را به دست آورید.

۶. اگر ستاره‌ای یک ابرنواختر بشود، تابندگی آن چه مقدار تغییر خواهد کرد، چنانچه آن ابتدائاً قدر مطلق ۵ یا ۲ را می‌داشت؟ (قدر مرئی مطلق یک نواختر در بیشینه حدود ۱۸- است).

۷. از فصل ۱۰ برای پیدا کردن انرژی خروجی پرنرژی‌ترین شراره‌های خورشیدی برحسب وات استفاده می‌کنیم. با ارجاع به فصل ۱۳، این نتیجه را با خروجی‌های انرژی نمونه ستارگان رده‌های طیفی زیر مقایسه کنید:

F (الف)

G (ب)

K (ج)

M (د)

با چه ضریبی تابندگی هر ستاره در خلال چنین اتفاق شراره‌ای زیاد می‌شود؟ کدامیک از ستارگان را ستارگان شراره‌ای مرئی در نظر می‌گیرید؟

۸. یک ستاره در حال چرخش با جو وسیع را در نظر بگیرید. اگر جو ستاره‌ای هم در حال چرخش و هم در حال انبساط باشد، نمایه مشاهده شده یک خط طیفی معلوم [شکل (۱۸-۹)] را هنگامی که جو بسیار آهسته‌تر از ستاره به چرخد، ترسیم کنید.

۹. یک کوتوله سفید در یک سیستم دو تایی مواد را به اندازه کافی برافزایش می‌کند تا جرمش به ورای حد چاندراسکار ( $1/4 M_{\odot}$ ) برسد و برای رسیدن به شعاع یک ستاره نوترونی (تقریباً  $10^4$  متر) فروریزش می‌کند. انرژی جنبشی تولید شده در چنین فروریزشی را حساب کنید. این انرژی را با مقدار تقریبی  $10^{44}$  ژول مربوط به انفجار یک ابر نواختر مقایسه کنید.

برای بازده مورد نیاز تبدیل انرژی اظهار نظر کنید.

۱۰. یک سیستم دوتایی تماسی معین شامل یک غول قرمز و یک ستاره نوترونی است. این ستاره نوترونی جرمی برابر  $1M_{\odot}$  و شعاعی برابر  $10^4$  متر دارد. این سیستم  $10^{31}$  وات پرتو  $X$  تابش می‌کند. آهنگ شارش جرم (برحسب جرم خورشید در سال) لازم از غول قرمز به طرف ستاره نوترونی را برای تولید این تابندگی تعیین کنید. فرض کنید که نصف انرژی پتانسیل گرانشی تغییر یافته از ذرات گازی برافزایشی به پرتوهای  $X$  تبدیل می‌شوند و فاصله دو ستاره بسیار بیشتر از شعاع ستاره نوترونی می‌باشد.

۱۱. "تابندگی" یک باد ستاره‌ای برابر با آهنگی است که انرژی جنبشی توسط باد به بیرون حمل می‌شود

$$L_w = \frac{1}{2} \left( \frac{dm}{dt} \right) V^2$$

برای مقادیر داده شده در متن، تابندگی‌های اجرام زیر را بیابید

(الف) ستارگان T گاو

(ب) غولهای M

(ج) ابرغولهای M

چگونه اینها مقایسه خواهند شد؟

۱۲. یک ساز و کار پیشنهاد شده دیگر برای تولید یک ابرنواختر نوع II سوختن هسته‌ای انفجاری عناصر سنگین تر به ویژه سیلیسیوم می‌باشد. الگویی برای یک ابرغول قرمز سنگین یک پوسته به جرم تقریبی  $2M_{\odot}$  و اکثراً محتوی  $^{28}\text{Si}$  تا عمق زیاد را پیش‌بینی می‌کند. به محض این که پوسته به دمای اشتعال می‌رسد، محاسبات نشان می‌دهند که تمام پوسته در طول کسری از ثانیه تحت تاثیر جوش قرار می‌گیرد. برای سهولت، فرض کنید که این پوسته دارای جرم  $2M_{\odot}$  است که  $^4\text{He}$  نصف هسته‌ها و  $^{28}\text{Si}$  نصف دیگر آن را می‌سازند. این واکنش چنین است  $^{28}\text{Si} + ^4\text{He} \rightarrow ^{32}\text{S} + \gamma$ . انرژی کل آزاد شده به هنگام اشتعال پوسته را حساب کرده و آن را با مقدار  $10^{44}$  ژول لازم برای انفجار یک ابرنواختر مقایسه کنید. (جرمهای هسته‌ها برابرند با  $27/9769 \text{amu}$  برای  $^{28}\text{Si}$ ،  $31/9721 \text{amu}$  برای  $^{32}\text{S}$  و  $4/0026 \text{amu}$  برای  $^4\text{He}$ ).

۱۳. مشابه شکل (۹-۱۸) را برای حالت یک ابرگازی داغ در حال سقوط به صورت یک پوسته کروی به طرف یک ستاره داغ‌تر، ترسیم کنید.

۱۴. جرم یک ابرغول می‌تواند در بازه ۱۵ تا  $40M_{\odot}$  قرار گیرد. تابع جرم را برای  $X-1$  مرغ وقتی

جرم همدم منبع پرتو  $X$  در این بازه واقع باشد، حل کنید.

۱۵. (الف) با استفاده از اطلاعات ارائه شده در بخش (۱۸-۵ ه) و فرض آهنگ انبساط ثابت،

حرکت ویژه سحابی در حال انبساط نسبت به ابرنواختر ۱۹۸۷A را حساب کنید.

(ب) چه مدت بایستی ستاره‌شناسان صبر کنند تا سحابی قطر "۱" داشته باشد؟ به طور

تقریبی در چه تاریخی خواهد بود؟

۱۶. (الف) با چشم‌پوشی از جذب بین ستاره‌ای، یک ابرنواختر نوع II اگر در فاصله  $1000 \text{ pc}$  از

زمین منفجر شده باشد، چه اندازه روشن خواهد بود (قدر ظاهری)؟ این نتیجه را با قدر

ظاهری زهره ( $m = -3$ ) مقایسه کنید.

(ب) با چشم‌پوشی از جذب بین ستاره‌ای، یک ابرنواختر نوع II برای اینکه با چشم

غیرمسلح مریی باشد ( $m = 6$ )، چقدر دور خواهد بود؟ این نتیجه را با قطر کهکشان

خودی مقایسه کنید.

(ج) ستاره‌شناسان تخمین می‌زنند به طور متوسط هر ۲۵ تا ۵۰ سال یک ابرنواختر

می‌بایست در کهکشان خودی رخ دهد. اگر آخرین ابرنواختر مریی با چشم غیرمسلح تقریباً

در ۴۰۰ سال قبل در کهکشان خودی رخ داده باشد، در مورد نتیجه قسمت (ب) توضیح دهید.

(د) با چشم‌پوشی از جذب بین ستاره‌ای، یک ابرنواختر نوع II برای اینکه با تلسکوپ ۱۶

اینچ به طور مریی مشاهده شود ( $m = 14$ )، چقدر دور خواهد بود؟ این نتیجه را با فاصله

تا کهکشان زن به زنجیر بسته ( $0/\text{vMpc}$ ) و نزدیکترین خوشه بزرگ کهکشانها، خوشه

سنبله ( $15/\text{vMpc}$ )، مقایسه کنید.

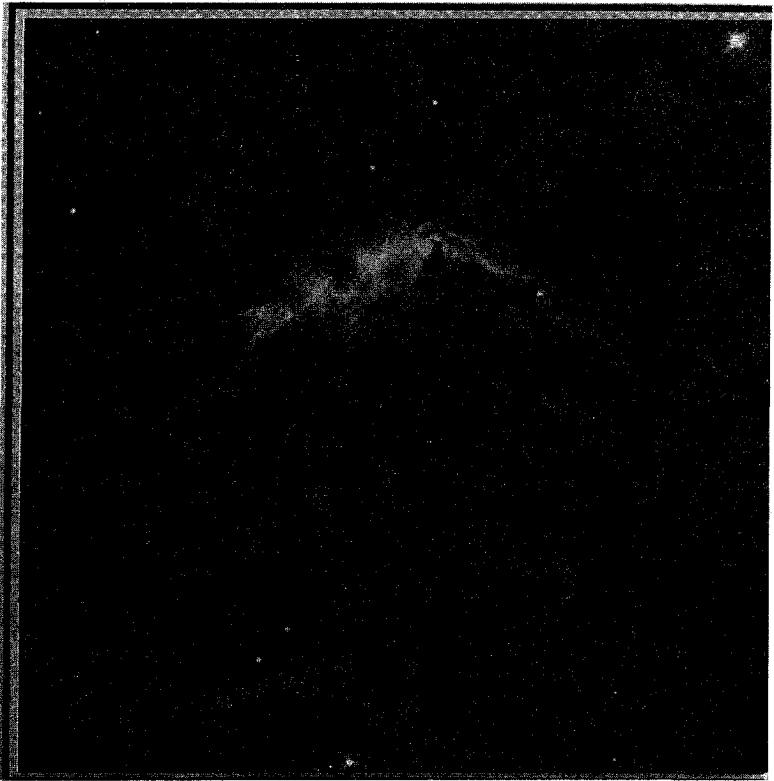
۱۷. کهکشان مارپیچی NGC ۹۲۵ یکی از اهداف پروژه کلیدی HST در مقیاس فاصله برون

کهکشانی می‌باشد. مقادیر زیر مربوط به قدرهای ظاهری نوار V از قیقاوسی‌های منتخب می‌باشند.

شماره قیقاوسی	دوره تناوب (روز)	V
۵	۴۸/۵	۲۳/۶۸
۸	۳۷/۳	۲۴/۶۷
۱۵	۳۰/۱	۲۴/۸۵
۳۶	۲۰/۲	۲۵/۳۵
۷۷	۱۰/۸	۲۵/۹۰

اگر  $A_v = 0.42$  باشد، مدول فاصله و فاصله تا NGC ۹۲۵ را پیدا کنید.

## چرخش کهکشانی: حرکتهای ستاره‌ای



منظومه شمسی ما در یک کهکشان مارپیچی چرخان واقع شده که آن را به نام کهکشان راه شیری می‌شناسیم و خورشید یکی از بی‌شمار ستارگان آن است. این فصل حرکات قابل مشاهده ستارگان در کهکشان را توضیح می‌دهد (به ویژه آنهایی که در همسایگی خورشید قرار دارند) و درباره چرخش کهکشانی و محاسبه مشخصات آنها به طور کمی می‌پردازد. این نتایج به طور ضمنی به یک جرم کل و یک توزیع جرم در کهکشان دلالت می‌کنند. ابتدا بحث را با خواص مشاهده‌ای حرکات ستاره‌ای شروع می‌کنیم. سپس سرعت چرخشی مشخصه خورشید حول مرکز کهکشان و چرخش جزئی کهکشان را بررسی می‌کنیم.

## ۱-۱۹ مولفه‌های حرکات ستاره‌ای

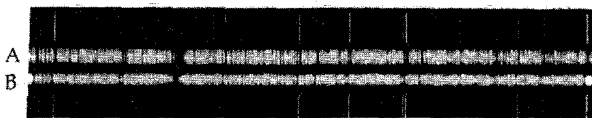
حرکات ستاره‌ای ناشی از سرعت‌های ستارگان در میان فضا است. این سرعتها بردارهایی هستند که ممکن است آنها را به دو مولفه عمود برهم تجزیه کرد: سرعت شعاعی در امتداد خط دید و سرعت مماسی در صفحه آسمان. اگر چه بردارهای سرعت نسبت به زمین مشاهده شده‌اند، اما آنها به طور سنتی به مرکز جرم منظومه شمسی (یا مرجع دیگری) ارجاع داده می‌شوند.

### (الف) تندی شعاعی

تندی شعاعی یک ستاره، تندی نزدیک یا دور شدن آن است و به سادگی از انتقال دوپلری خطوط طیفی ستاره‌ای به دست می‌آید. برای تعیین این انتقال دوپلری از یک طیف مقایسه‌ای آزمایشگاهی، در مجاورت طیف ستاره‌ای عکس برداری می‌شود و موقعیت نسبی خطوط در دو طیف اندازه‌گیری می‌شوند [شکل (۱-۱۹)]. انتقال دوپلری اندازه‌گیری شده،  $\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0$ ، به ما اجازه می‌دهد تا تندی شعاعی را از فرمول دوپلر به دست آوریم [معادله (۱-۸)]:

$$v_r = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} c \quad (1-19)$$

که در آن  $c$  تندی نور،  $\lambda$  طول موج اندازه‌گیری شده، و  $\lambda_0$  طول موج سکون است. وقتی  $\lambda > \lambda_0$  باشد، طیف به قرمز انتقال پیدا می‌کند و  $v_r$  تندی شعاعی دور شدن است؛ وقتی  $\lambda < \lambda_0$  باشد طیف به آبی انتقال پیدا می‌کند و ستاره به ما نزدیک می‌شود. برای ارجاع این حرکات به خورشید باید مولفه سرعت مداری زمین ( $\approx 30 \text{ km/s}$  تندی) در امتداد خط دید به ستاره را تصحیح کنیم.



شکل ۱-۱۹. انتقال‌های دوپلری سماک راجع. دو طیف  $A$  و  $B$  در فاصله زمانی ۶ ماه از هم گرفته شده‌اند. طیف بالایی تندی  $18 \frac{\text{km}}{\text{s}}$  را نتیجه می‌دهد؛ طیف پائینی  $32 \frac{\text{km}}{\text{s}}$ . اختلاف در انتقالها از حرکت مداری زمین ناشی می‌شود. خطوط روشن در بالا و پائین طیف‌های چهارچوب سکون مرجع می‌باشند. (رصدخانه پالومار، انستیتوی فن‌آوری کالیفرنیا)

می‌توان تندی شعاعی هر ستاره‌ای را که طیف آن به دست آید، تعیین کرد. فاصله تا ستاره ارتباطی به طیف ندارد، زیرا فقط شار ستاره‌ای است که تعیین می‌کند آیا به اندازه کافی روشن است که وقتی از ترکیب تلسکوپ - طیف نگار مشاهده می‌شود، طیف تولید می‌کند. اکنون

می توانیم تندی های شعاعی ستاره ای با دقت حدود  $10 \frac{m}{s}$  را اندازه بگیریم!

### (ب) حرکت ویژه

حرکت یک ستاره در صفحه کره سماوی حرکت ویژه  $\mu$  خوانده می شود و معمولاً برحسب ثانیه قوسی در سال بیان می شود. یک مقایسه بدیهی با اختلاف منظر مثلثاتی بخش [۱۱-۱) الف]] روشن می کند که برای تندی عمود بر خط دید، حرکت ویژه برای ستاره ای نزدیکتر به ما، بزرگتر خواهد بود. ستارگان بسیار دور دست هیچ حرکت ویژه قابل اندازه گیری را نشان نمی دهند، بنابراین، می توان آنها را به عنوان ستارگان مرجع یا زمینه مورد استفاده قرار داد. بسیاری از حرکات ویژه خیلی کوچکند؛ [جدول (۱۹-۱)] بزرگترین آنها مربوط به ستاره بارنارد با حرکت استثنایی سال  $10''$  [شکل (۱۹-۲)] است.

جدول ۱۹-۱ ستارگان منتخب با حرکات ویژه بزرگ

نام	قدر $V$	حرکات ویژه سالانه ( $''$ )
ستاره بارنارد	۹/۵۴	۱۰/۳۴
گرومبریج <sup>۱</sup>	۶/۴۵	۷/۰۵
لاکیل <sup>۲</sup>	۷/۳۴	۶/۹۰
۶۱ مرغ	۴/۸۴	۵/۲۲
لالان <sup>۳</sup>	۷/۴۹	۴/۷۷
۴ هندی	۴/۶۹	۴/۷۰
$\alpha$ قنطوروس	۰/۰۰	۱/۷۰
سماک راجع	-۰/۰۴	۲/۲۸

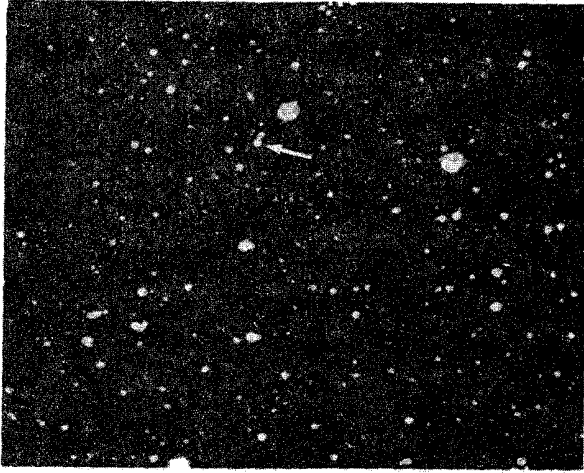
در مقایسه با طبیعت چرخه ای مدارهای اختلاف منظری، حرکات ویژه دارای این مزیت ممتاز هستند که جمع شونده می باشند؛ ممکن است اندازه گیری ها با فاصله سالهای بسیار از هم انجام شود به طوری که جابه جاییهای زاویه ای سالیانه کوچک می توانند جمع شوند تا مقدار آن به سادگی اندازه گیری شود. دقت سال  $0.003'' \pm$  قابل دستیابی است در حالی که مشاهدات بیش از چند دهه فاصله دارند، اما در عمل باید دقت زیادی در انتخاب استانداردهای مرجع بکنیم. به عنوان نتیجه ای از چرخش کهکشانی سیستم مرجع برون کهکشانی ایده آل می باشد. از آنجا که مشاهدات حرکات ویژه سالها از هم فاصله دارند، احتیاطهایی مشابه با آنچه برای

1- Grombridge

2- Lacaille

3- Lalande

مشاهدات اختلاف منظر به کار گرفته شده در این جا نیز لازم است. به ویژه، تصحیحات برای اختلاف منظر ستارگان و ایبراهی نور ستارگان باید انجام شود. هنوز هم اندازه‌گیری‌های حرکت ویژه به زحمتش می‌ارزد، زیرا آنها کلید دانش ما دربارهٔ ساختار کهکشان خودی می‌باشند.



شکل ۱۹-۲. حرکت ویژه ستاره بارنارد. ستاره بارنارد که به وسیله پیکان مشخص شده، حرکت ویژه قابل توجهی را در فاصله زمانی از ۲۴ اوت ۱۹۸۴ (بالا) تا ۳۰ مه ۱۹۱۶ م. (پایین) نشان می‌دهد. (رصدخانه یرکز<sup>۱</sup>)



## (ج) تندی مماسی

حرکت ویژه یک ستاره ناشی از تندی مماسی  $v_t$  آن است که عبارت از تندی خطی ستاره در جهت عمود بر خط دید است. برای تبدیل اندازه زاویه‌ای حرکت ویژه به تندی خطی عمود بر خط دید (برحسب کیلومتر بر ثانیه) باید فاصله  $d$  تا ستاره را بدانیم، زیرا

$$v_t = d \sin \mu \approx \mu d \quad (2-19)$$

در قسمت آخر معادله (۲-۱۹) از کوچکی  $\mu$  (کمتر از سال  $5 \times 10^{-5} \text{ rad}$ ) استفاده کرده‌ایم. در این معادله واحدها را باید به دقت به خاطر داشته باشیم،  $d$  معمولاً برحسب پارسک و  $\mu$  برحسب ثانیه قوسی در سال است. معادله (۲-۱۹)،  $v_t$  را برحسب پارسک در سال می‌دهد، در صورتی که  $\mu$  برحسب رادیان بر سال باشد،  $v_t$  برحسب واحد نجومی در سال به دست می‌آید، اگر  $\mu$  برحسب ثانیه قوسی در سال باشد؛ در هر دو مورد  $d$  را برحسب پارسک به کار می‌بریم. با به کار بردن ضرایب تبدیل مناسب (واحد نجومی به کیلومتر و سال به ثانیه) به دست می‌آوریم

$$v_t = 4/74 \mu'' d = 4/74 (\mu''/\pi'') \text{ km/s} \quad (3-19)$$

که در این جا  $d$  برحسب پارسک، اختلاف منظر  $\pi''$  برحسب ثانیه قوسی و حرکت ویژه  $\mu$  برحسب ثانیه قوسی در سال است. برای مثال، ستاره‌ای که فاصله آن  $100 \text{ pc}$  و حرکت ویژه‌اش سال  $0.1$  است، دارای تندی مماسی  $47/4$  کیلومتر بر ثانیه می‌باشد.

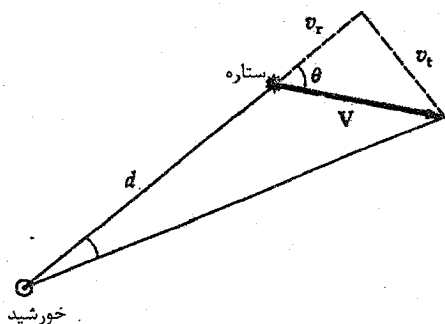
## (د) حرکت فضایی

سرعت فضایی  $V$  یک ستاره نسبت به خورشید به دو مولفه عمود بر هم تجزیه شده است [شکل (۳-۱۹)]: (۱) سرعت شعاعی که اندازه آن  $v_r$  است (تندی شعاعی) و (۲) سرعت مماسی با اندازه  $v_t$  (تندی مماسی). از قضیه فیثاغورث (و قانون جمع برداری) به دست می‌آوریم:

$$V^2 = v_r^2 + v_t^2 \quad (4-19)$$

بار دیگر خاطر نشان می‌کنیم، که همه تندیها در معادله (۴-۱۹) باید برحسب یک واحد باشند؛ این رابطه اشاره به آن دارد [از معادله (۳-۱۹)] که باید فاصله تا ستاره را بدانیم. زاویه‌ای که سرعت فضایی با خط دید می‌سازد  $\theta$  است و از رابطه

$$\tan \theta = \frac{v_t}{v_r}$$



شکل ۱۹-۳. مولفه‌های سرعت فضایی. همان طور که از روی زمین دیده می‌شود، سرعت فضایی یک ستاره  $V$  می‌تواند به دو مولفه شعاعی  $V_r$  و مماسی  $V_t$  تجزیه شود.

به دست می‌آید. بنابراین، این دو مولفه می‌توانند جمع شوند [معادله (۱۹-۴)] تا تندی کل و جهت یک ستاره در فضا (نسبت به خورشید) به دست آید. برای ستارگان در همسایگی خورشید، اندازه سرعت‌های فضایی متوسط‌شان  $25 \text{ km/s}$  است.

## ۱۹-۲ استاندارد محلی سکون

کهکشان ما از نظر فیزیکی دارای دو چهارچوب مرجع ممتاز است. اولین آنها سیستم کهکشان مرکزی است: که مرکز آن در هسته کهکشان قرار داده شده است، صفحه مرجع آن صفحه کهکشانی و محور مرجع آن محور چرخش کهکشانی است. در این جا در وهله اول دو مین سیستم محلی مورد نظر ماست - استاندارد محلی سکون (LSR).

یک طریقه تعریف LSR، روش LSR دینامیکی است - چهارچوب مرجع به طور لحظه‌ای روی خورشید قرار دارد که در یک مدار دایره‌ای حول مرکز کهکشان با تندی دایره‌ای متناسب با موقعیتش در کهکشان حرکت می‌کند. بنابراین، همه ستاره‌های مجاور خورشید که در داخل مدار کهکشانی دایره‌ای قرار دارند، اساساً در روش LSR دینامیکی ثابتند. هر انحراف از حرکت دایره‌ای در همسایگی خورشید به صورت حرکات ویژه ستاره‌ای نسبت به LSR دینامیکی ظاهر خواهد شد.

مدار کهکشانی خورشید کاملاً دایره‌ای نیست. بنابراین، نسبت به LSR یک حرکت خورشیدی  $19/5 \text{ km/s}$  به سوی صورت فلکی هرکول ( $b = 23^\circ$ ,  $l = 56^\circ$ ) دارد. روی کره

سماوی، خورشید در حال حرکت به سوی گرایشگاه و دور شدن از گریزگاه خورشیدی است [شکل ۱۹-۴ (الف)]. طبیعت و گستره حرکت خورشیدی اولین بار به وسیله ویلیام هرشل<sup>۱</sup> در سال ۱۷۸۳ م. با استفاده از روشهای آماری توضیح داده شد؛ اجازه دهید تجزیه و تحلیلش را با جملات جدید بیان کنیم.

ستارگان در همسایگی خورشید حرکات ویژه‌ای نسبت به LSR نشان می‌دهند؛ یعنی مانند دسته‌ای از زنبوران به کندی به اطراف حرکت می‌کنند. اگر خورشید در LSR در حال سکون می‌بود، متوسط این سرعت‌های ویژه نیز نسبت به خورشید صفر می‌شد. هر چند اگر خورشید نسبت به LSR در حال حرکت باشد، هر ستاره (علاوه بر حرکت ویژه خودش) این حرکت خورشیدی را بسته به موقعیتش روی کره سماوی، تا گستره‌ای منعکس خواهد کرد [شکل (۱۹-۴ ب)]. ستارگان روی دایره عظیمه با زاویه ۹۰ درجه از گرایشگاه و گریزگاه، به طور متوسط بزرگترین حرکات ویژه را به سمت گریزگاه نشان می‌دهند؛ بنابراین، حرکت ویژه به طور متوسط (تا حدود ۵۰ pc) نمایانگر محلهای گرایشگاه و گریزگاه است. تندی حرکت خورشیدی را با متوسط‌گیری از تندی‌های شعاعی ستارگان نزدیک گرایشگاه و ستارگان نزدیک گریزگاه تعیین می‌کنیم؛ متوسط تندی شعاعی بازگشت در گریزگاه بیشینه است (روشی دیگر برای تعیین مکان گریزگاه).

سرانجام، توجه کنید که متوسط حرکت ویژه در گرایشگاه و گریزگاه صفر است. از آنجا که ستارگان نمونه برای تندی شعاعی ممکن است از ستارگانی که به عنوان نمونه برای حرکت ویژه در نظر گرفته شده‌اند خیلی دورتر باشند، اختلافی در تعیین محل گرایشگاه از هر نمونه ایجاد خواهد شد؛ در عمل دو محل تعیین شده تقریباً یکسانند.

### ۱۹-۳ خوشه‌های متحرک

در بخش [۱-۱۱ (الف)]، مختصراً از خوشه‌های ستاره‌ای متحرک ذکری به میان آمد. به یاد آورید که خوشه متحرک یک گروه از ستارگان می‌باشند که به طور گرانشی مقیدند و در حال حرکت در درون کپشکان خودی می‌باشند. بنابراین، تمام اعضاء خوشه حرکت ویژه یکسانی را نسبت به LSR نشان می‌دهند، زیرا حرکات ستاره‌ای کاملاً به هم مرتبط‌اند و اتفاقی نیستند. اعضاء یک خوشه را می‌توان با این خاصیت تشخیص داد. خطاهای مشاهده‌ای تصادفی باعث

می‌شوند تا تعداد کمی از ستارگان که جزیی از خوشه نیستند به درون نمونه انتخابی ما وارد شوند و ما را به وسیله معادله (۱۹-۳) به آن خوشه‌هایی که نزدیکتر از حدود ۵۰ pc هستند، محدود کنند.

یک خوشه کوچک در فاصله دور را در نظر بگیرید که زاویه فضایی کوچکی از آسمان را در بر می‌گیرد. تندی شعاعی  $v_r$  و حرکت ویژه زاویه‌ای اش  $\mu$  - نسبت به LSR - را می‌توان با مطالعه یک ستاره منفرد به دست آورد (با تصحیح برای حرکت خورشیدی انعکاس یافته). برای اجتناب از خطا در محسوب کردن ستارگانی که جزء خوشه نیستند، معمولاً روی چندین ستاره متوسط گیری می‌کنیم. جهت سرعت فضایی خوشه مجهول است (برای اندازه‌گیری‌های اختلاف منظر، خیلی دور است). بنابراین، نمی‌توان فاصله خوشه را از معادله (۱۹-۳) به دست آورد. در این مورد، باید از طرق دیگر سنجش مسافت استفاده کرد.

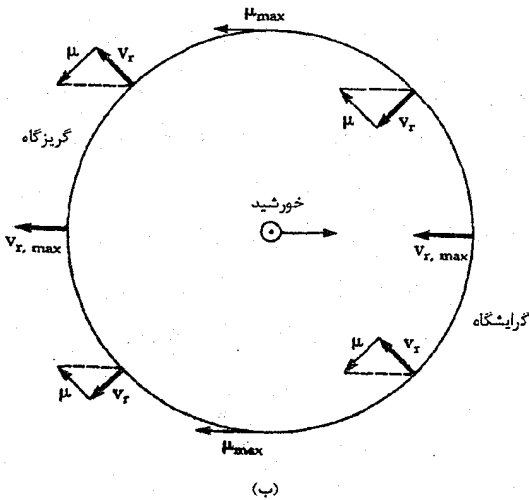
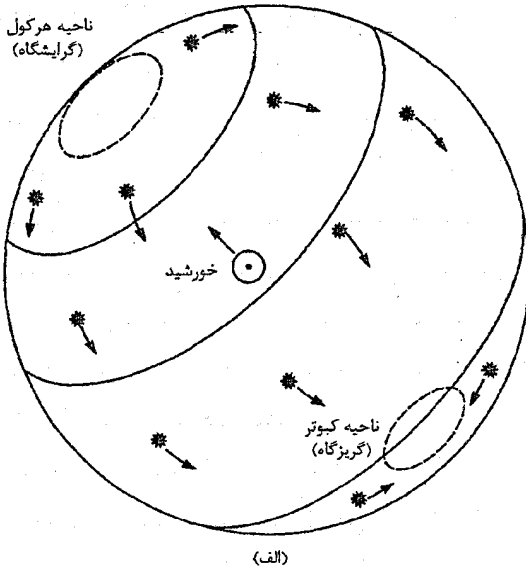
از طرف دیگر، هنگامی که خوشه‌ای داریم (معمولاً نزدیک) که زاویه فضایی بزرگی از آسمان را در بر می‌گیرد، وضعیت بهتر است. سپس [شکل‌های (۱۹-۵) و (۱۹-۶)] از آنجا که همه اعضای خوشه در جهت فضایی یکسانی حرکت می‌کنند به نظر می‌رسد که حرکات ویژه آنها به سمت یک نقطه منفرد روی کره سماوی همگرا (یا واگرا) می‌شوند، این نقطه را نقطه همگرایی می‌نامیم. این پدیده به علت اثرات منظر است که موجب می‌شود حرکات موازی ستارگان، به نظر آید از یک نقطه آسمان سرچشمه می‌گیرند. پس تندی شعاعی خوشه متحرک را هنگامی خواهیم شناخت که سرعت را برای یک ستاره منفرد عضو خوشه تعیین کنیم، در نتیجه جهت حرکت فضایی خوشه را نیز می‌دانیم. وقتی حرکات ویژه ستارگان عضو را در آسمان امتداد می‌دهیم یکدیگر را در نقطه همگرایی خوشه [شکل (۱۹-۶)] قطع می‌کنند. فاصله زاویه‌ای  $\theta$  از نقطه همگرایی تا یکی از ستارگان عضو با زاویه بین خط دید به آن ستاره و بردار سرعت فضایی ستاره  $V$  برابر است [شکل (۱۹-۵)]:

$$V = \frac{v_r}{\cos \theta} \quad (5-19)$$

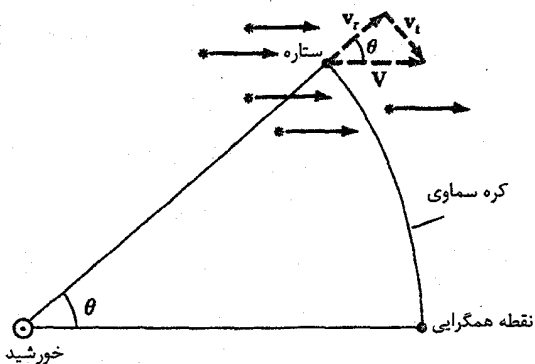
اما می‌دانیم که  $v_r = V \sin \theta$  و بنابراین، با به کار بردن معادلات (۱۹-۳) و (۱۹-۵) فاصله خوشه از اختلاف منظر مربوطه اش به دست می‌آید:

$$\pi'' = \frac{4}{\sqrt{4}} \mu'' / v_r \tan \theta \quad (6-19)$$

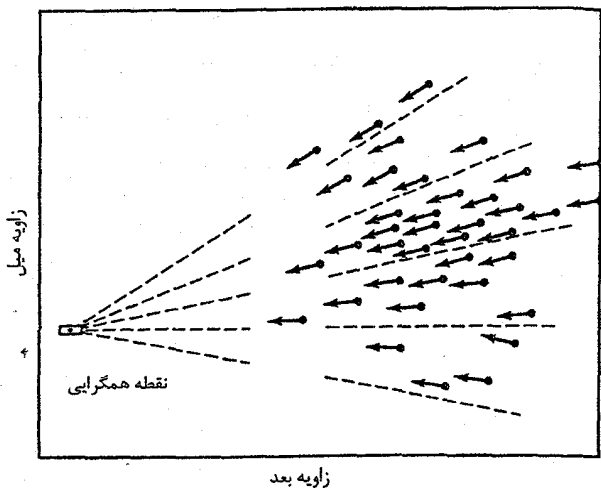
این‌ها را اختلاف منظرهای خوشه متحرک می‌نامند. توجه داشته باشید به محض اینکه فاصله یک خوشه معلوم شود، بنابراین فاصله تا هر یک از ستارگان آن معلوم می‌باشد.



شکل ۱۹-۴. حرکات خورشیدی. (الف) حرکت خورشید نسبت به ستارگان محلی در جهت هرکول، گرایشگاه حرکت، سبب می شود که جریانی به سمت گریزگاه در کبوتر بوجود آورد. (ب) حرکت خورشیدی انعکاس یافته. حرکت خورشیدی نسبت به LSR بر ستارگان اطراف کره سماوی اثر می گذارد. بنابراین ستارگان حرکت خورشیدی به طرف گرایشگاه و به دور از گریزگاه را منعکس می کنند.



شکل ۱۹-۵. نمایش هندسی خوشه متحرک. یک خوشه از ستارگان با سرعت فضایی  $V$  حرکت می‌کند و حرکات ویژه در جهت نقطه همگرایی روی کره سماوی به نظر می‌رسند.



شکل ۱۹-۶. حرکات هیپادز. این خوشه نزدیک، یک حرکت ویژه گروهی کاملاً تعریف شده دارد که در نقطه همگرایی به یک دیگر می‌رسند (مستطیل یا نقطه). داده‌ها مربوط به سالهای ۱۹۰۸ م تا ۱۹۵۴ م می‌باشند. (۱. استرو<sup>۱</sup>، بی. لیندز<sup>۲</sup>، و.ا.ج. بی لانز<sup>۳</sup>، نجوم مقدماتی، چاپ دانشگاه آکسفورد<sup>۴</sup>، ۱۹۵۹ م.)

اخیراً سرعت‌های شعاعی حدوداً چهل ستاره در هییادز رصد شده است و یک سرعت شعاعی خوشه‌ای  $39/1 \text{ km/s}$  و یک موقعیت برای نقطه همگرایی با زاویه بعد  $95/3^\circ$  و میل  $7/2^\circ$  به دست آمده است. مدول فاصله برای فاصله  $44/3$  پارسک برابر  $m - M = 3/23$  می‌شود. این نتیجه تقریباً به طور دقیق با فاصله پیدا شده از اختلاف منظرهای مثلثاتی  $m - M = 3/25$  مطابقت دارد. بنابراین، فاصله هییادز را با خطای کمتر از یک پارسک یا با دقت حدود دو درصد می‌دانیم که این مقدار برای اندازه‌گیری فاصله خارج از منظومه شمسی مبهوت کننده است. (به علت اینکه هیپارکوس<sup>۱</sup> هییادز و چند خوشه باز را مشاهده کرد، لذا ما انتظار داریم که این مقادیر تجدید شوند.)

هنگامی که فاصله خوشه‌ای را دقیق به دست آورده باشیم، می‌توانیم تنظیم قطعی نمودار H-R مربوط به آن خوشه را انجام دهیم [بخش ۱۳-۳ (ز)]; فاصله  $44/3 \text{ pc}$  هییادز (به دست آمده از روش خوشه متحرک)، اکنون یک مقیاس فاصله اساسی را که مبنای همه فواصل بزرگتر از حدود  $100 \text{ pc}$  (حتی تا مرزهای جهان ما!) است، به دست می‌دهد. فواصل کمتر از  $100 \text{ pc}$  بر مبنای اختلاف منظر مثلثاتی به دست می‌آیند. اخترشناسان با استفاده از نمودار H-R هییادز و فن‌آوری تطبیق با رشته اصلی مقیاس را به خوشه برسائوش در خرچنگ در فاصله  $159 \text{ pc}$  و خوشه دوگانه (برسائوش اچ و چی) در برسائوش در فاصله  $2330 \text{ pc}$  با دقت حدود ده درصد گسترش داده‌اند. فصل ۲۲ نشان می‌دهد که چگونه این مقیاس فاصله می‌تواند تا اجسام فراکهکشانی و جهان گسترش یابد.

## ۱۵-۴ چرخش کهکشانی

### (الف) چرخش جزئی کهکشانی

ستارگان همسایه خورشید که مرکز کهکشان را با مدارهای دایره‌ای کامل دور می‌زنند در LSR در حال سکون خواهند بود. لیکن این عبارت مبین این است که ناحیه کهکشانی ما دارای یک چرخش جسم صلبی (با تندی زاویه‌ای ثابت  $\omega$  حول مرکز کهکشان) می‌باشد. ذرات یک جسم صلب در فواصلی ثابت از یکدیگر باقی می‌مانند و با دوره تناوب یکسان حول مرکز جرم حرکت می‌کنند. اما  $\omega = \frac{v}{r}$  که  $v$  تندی مداری دایره‌ای و  $r$  شعاع مدار است؛ بنابراین اگر ستارگان به

طریقی که معادله (۱۴-۶) نتیجه می‌دهد به چرخند، برای جسم صلب  $v \propto r$  است. اما، خورشید در یک مدار تقریباً کپلری کهکشان را دور می‌زند. بنابراین،  $v \propto r^{-1/2}$  و  $\omega \propto r^{-3/2}$  است. هنگامی چرخش جزئی کهکشانی وجود دارد که تندی زاویه‌ای مداری، تابعی از فاصله از مرکز کهکشان باشد،  $\omega = \omega(r)$ .

حال صریحاً اختلاف بین حرکت کپلری و جسم صلب را نشان می‌دهیم. توجه کنید که بیشتر جرم کهکشان در مرکز آن متمرکز است. آنگاه از قانون سوم کپلر داریم

$$P^2 = (4\pi^2 / GM) R^3$$

که در آن  $R$  فاصله از مرکز تا جایی است که یک جرم با تندی دایره‌ای  $V$  و دوره تناوب  $P$  به صورت

$$P = \frac{2\pi R}{V}$$

دور می‌زند. برای حرکت کپلری نتیجه می‌دهد:

$$4\pi^2 R^3 / V^2 = (4\pi^2 / GM) R^3$$

و

$$V = (GM/R)^{1/2} \\ \propto R^{-1/2}$$

در مقابل، یک جرم کروی با چگالی سراسری یکنواخت  $\rho$  را تصور کنید. آنگاه شتاب جانب به مرکز  $a$  در فاصله  $R$  از مرکز عبارت است از

$$a = \frac{V^2}{R} = GM(R)/R^2$$

که در آن  $M(R)$  جرم داخل شعاع  $R$  است، یا

$$M(R) = \frac{4}{3}\pi R^3 \rho$$

بنابراین، برای چرخش جسم صلب (ثابت  $\omega$ ) داریم

$$\frac{V^2}{R} = G(4\pi R^3 \rho / 3) / R^2$$

و

$$V = (4\pi G \rho / 3)^{1/2} R \\ \propto R$$



اکنون بیایید کار زیرکانه ژان اورت<sup>۱</sup> در سال ۱۹۲۷ م. را دنبال کنیم و آثار چنین چرخش جزیی کهکشانی را به دست آوریم (به ویژه در همسایگی خورشید). در آخر، خواهید دید که این اثرات واقعاً قابل مشاهده‌اند.

ابتدا برای سادگی فرض کنید که مدارهای کهکشانی دایره‌ای در صفحه کهکشان قرار دارند [شکل (۷-۱۹)]. در این جا برای مثال  $R$  را به عنوان فاصله ستاره از مرکز کهکشان،  $R_0$  فاصله خورشید از مرکز،  $d$  فاصله خورشید - ستاره،  $\Theta$  تندی مداری دایره‌ای ستاره،  $\Theta_0$  تندی مداری LSR،  $l$  طول کهکشانی ستاره،  $\alpha$  زاویه بین خط دید تا ستاره و سرعت مداری،  $\omega$  تندی زاویه‌ای کهکشانی ستاره و  $\omega_0$  را تندی زاویه‌ای کهکشانی مربوط به LSR تعریف می‌کنیم.

با  $v_r$ ، سرعت شعاعی ستاره نسبت به LSR شروع می‌کنیم، از شکل (۷-۱۹) داریم

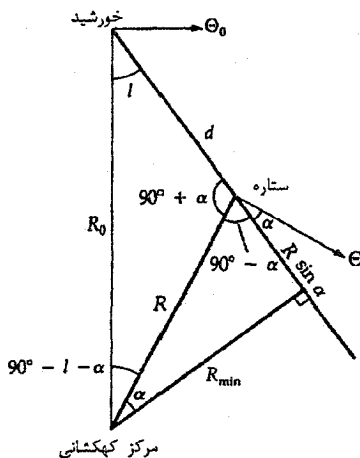
$$v_r = \Theta \cos \alpha - \Theta_0 \sin l \quad (7-19)$$

و قانون سینوسها (ضمیمه ۹) نتیجه می‌دهد

$$\frac{\sin l}{R} = \frac{\sin(90^\circ + \alpha)}{R_0} = \frac{\cos(\alpha)}{R_0} \quad (8-19)$$

اما،  $\omega = \frac{\Theta}{R}$  و  $\omega_0 = \frac{\Theta_0}{R_0}$ ، بنابراین، با به کار بردن معادلات (۷-۱۹) و (۸-۱۹) داریم

$$v_r = R_0 (\omega - \omega_0) \sin l \quad (9-19)$$



شکل ۷-۱۹. نمایش هندسی برای چرخش کهکشانی. خورشید، مرکز کهکشان و یک ستاره صفحه کهکشانی را تعریف می‌کنند؛ همه حرکات دایره‌ای هستند.

برای چرخش صلب  $\omega \equiv \omega_0$  و سپس  $v_r \equiv 0$ ؛ چرخش جزئی کهکشانی دلالت بر یک تندی شعاعی محدودی برای ستاره دارد.

تندی مماسی ستاره  $v_t$  را نسبت به LSR چگونه به دست آوریم؟ مجدداً از شکل (۱۹-۷)

داریم

$$v_t = \Theta \sin \alpha - \Theta_0 \cos l \quad (19-10)$$

و اکنون قانون سینوسها نتیجه می‌دهد

$$\begin{aligned} \frac{\sin(l)}{R} &= \sin(90^\circ - l - \alpha) / d = [\cos(l + \alpha)] / d \\ &= (\cos \alpha \cos l - \sin \alpha \sin l) / d \end{aligned} \quad (19-11)$$

که تساوی آخر از اتحاد  $\cos(x+y) = \cos x \cos y - \sin x \sin y$  نتیجه می‌شود. معادله (۱۹-۱۱) را برای  $\sin \alpha$  حل می‌کنیم و  $\cos \alpha$  را از معادله (۱۹-۸) جایگذاری می‌کنیم، تا معادله (۱۹-۱۰) به شکل زیر درآید

$$v_t = R_0 (\omega - \omega_0) \cos l - d\omega \quad (19-12)$$

فرمولهای اورت، معادلات (۱۹-۱۲) و (۱۹-۹)، (برای مدارهای هم مرکز، دایره‌ای و هم صفحه هستند، آنها را به طور گسترده در بخش (۱۹-۴ج) و فصل ۲۰ خواهید دید. اما، در این جا به همسایگی خورشید می‌پردازیم که برای آن  $d \ll R_0$  است. برای این منظور از یک تقریب که برای توابع منظم معتبر است، استفاده می‌کنیم.

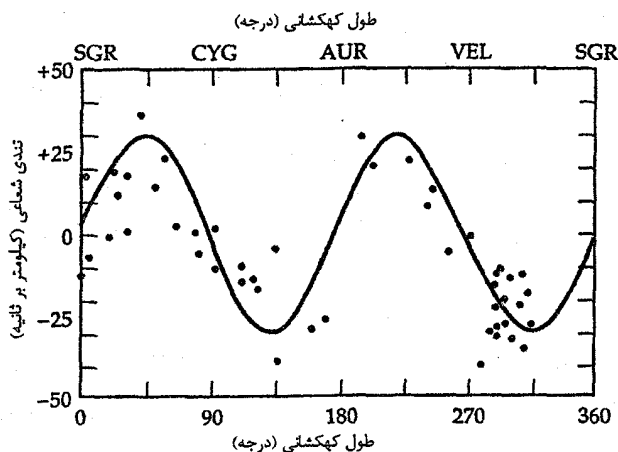
اگر  $f(x)$  یک منحنی با تغییرات آرام باشد، در این صورت می‌توانیم با استفاده از بسط تیلور مقدار این منحنی را در نزدیکی نقطه  $x = x_0$  پیدا کنیم

$$f(x) = f(x_0) + \left(\frac{df}{dx}\right)_{x_0} (x - x_0) + \frac{1}{2} \left(\frac{d^2f}{dx^2}\right)_{x_0} (x - x_0)^2 + \dots$$

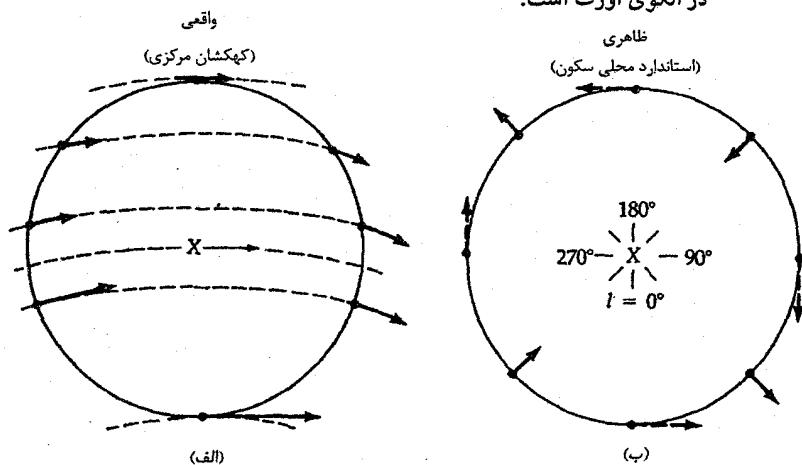
$(df/dx)_{x_0}$  شیب منحنی در  $x_0$  و  $(d^2f/dx^2)_{x_0}$  انحناء منحنی یا آهنگ تغییر شیب نسبت به  $x$  است؛ به خاطر داشته باشید که  $x - x_0$  کوچک است. دو جمله اول این بسط تقریب خوبی برای  $f(x)$  است، هنگامی که بتوان از انحناء صرف‌نظر کرد. با ثابت  $(df/dx)_{x_0}$  در نزدیکی خورشید  $\omega$  تقریباً با  $\omega_0$  برابر است و بنابراین با تقریب مرتبه اول داریم

$$\omega - \omega_0 \approx \left(\frac{d\omega}{dR}\right)_{R_0} (R - R_0) \quad (19-13)$$

که در آن  $(d\omega/dR)_{R_0}$  آهنگ تغییر تندی زاویه‌ای مدار نسبت به فاصله است که در فاصله



شکل ۱۹-۸. چرخش کهکشانی مشاهده شده. سرعت‌های شعاعی قیقاوسی‌های مجاور به عنوان تابعی از طول کهکشانی رسم شده‌اند. این حرکات نسبت به LSR می‌باشند. منحنی توپر حرکات مورد انتظار در الگوی اورت است.



شکل ۱۹-۹. چرخش جزئی کهکشانی. (الف) ستاره‌ها و  $LSR(X)$ ، مرکز کهکشانی را با تندیهای مداری کوچکتر در فواصل دورتر، دور می‌زنند. (ب) در سرعت‌های شعاعی ستاره‌ای یک نقش سینوسی دوگانه، نسبت به LSR، انتظار داریم.

### (ب) مشخص کردن LSR

LSR به وسیله فاصله‌اش  $R_0$  از مرکز و تندیهای مداری دایره‌ای‌اش  $\theta$  حول مرکز کهکشان خودی

مشخص می شود. این پارامترها را چگونه معین کنیم؟ به عنوان مثال اثرات ستاره‌ای چرخش جزیی کهکشانی [شکل (۱۹-۸)] را می توان با استفاده از معادلات (۱۹-۱۶) و (۱۹-۱۷) محاسبه کرد تا ثابت‌های اورت  $A$  و  $B$  به دست آیند. از آن جا که داده‌های سرعت شعاعی امکان می دهد تا به فواصل بزرگ برسیم، با استفاده از ستارگان نوع  $B$  و متغیرهای قیقاووسی [بخش (۱۸-۲)]، مقدار دقیق و قابل قبول  $A = 15 \text{ km/s.kpc}$  به دست آمده است. داده‌های حرکت ویژه، مقداری با قطعیت کمتر،  $B = -10 \text{ km/s.kpc}$  را نتیجه می دهند و با استفاده از معادله (۱۹-۱۸) داریم،  $\omega = \frac{\Theta}{R_0} = A - B = 25 \text{ km/s.kpc}$ ، روشن است که  $R_0$  یا  $\Theta_0$  بدون این که مجهول دیگری وارد شود باید به طور مستقل معین شوند. مشاهدات اخیر پیشنهاد می کنند که  $A = 14$  و  $B = -12$  و بنابراین  $A - B = 26 \text{ km/s.kpc}$ .

در بخش بعد خواهید دید که یک مقدار خوب برای  $AR_0$  را می توان از مشاهدات نجومی رادیویی مربوط به هیدروژن اتمی خنثی (HI) و منواکسید کربن (CO) در کهکشان خودی به دست آورد. با جایگذاری مقدار  $A$  داریم،  $R_0 \approx 8/5 \text{ kpc}$  و  $\Theta_0 = 220 \text{ km/s}$ . اگر می توانستیم  $\omega(r)$  و سپس  $(d\omega/dR)_R$  را برای کهکشان خودی به دست آوریم، معادله (۱۹-۱۴) را می داد؛ متأسفانه اگر بخواهیم  $\omega(r)$  را تعیین کنیم باید قبلاً  $R_0$  را بدانیم. مقادیری که در این جا به کار می بریم، آنهایی هستند که در اتحادیه بین المللی نجوم در سال ۱۹۸۵ م. برای انتخاب  $R_0$  و  $\Theta_0$  توصیه شده است. (مقادیر قدیمی،  $R_0 = 10 \text{ kpc}$  و  $\Theta_0 = 250 \text{ km/s}$  بودند.) مشاهدات اخیر حرکات در مرکز کهکشان مقداری به کوچکی  $1/2 \text{ kpc} \pm 7/1$  بدست می دهند؛ ما  $8/5 \text{ kpc}$  را انتخاب می کنیم.

برای درک بهتر چرخش جزیی کهکشانی، ثابت‌های اورت را برای LSR در مدار کپلری حول جرم  $M_G = (1/5 \times 10^{11}) M_\odot$  به دست می آوریم. در این صورت

$$\omega^2 R = GM_G / R^2$$

یا

$$\omega(R) = (GM_G / R^3)^{1/2} \quad (19-19)$$

با مشتق‌گیری از معادله (۱۹-۱۹) نسبت به  $R$  نتیجه می شود

$$\frac{d\omega}{dR} = -\left(\frac{3}{2}\right) (GM_G)^{1/2} R^{-5/2} = \frac{-3\omega}{2R}$$

به طوری که اولین ثابت اورت (از معادله (۱۹-۱۴)) برابر است با

$$A = \left(\frac{3}{4}\right)\omega_0 = 19 \text{ km/s.kpc} \quad (19-20 \text{ الف})$$

سرانجام، از معادله (۱۹-۱۸) داریم،

$$B = A - \omega_0 = -\left(\frac{1}{4}\right)\omega_0 = -6/5 \text{ km/s.kpc} \quad (19-20 \text{ ب})$$

توجه کنید که برای به دست آوردن معادلات (۱۹-۲۰)، در معادله (۱۹-۱۹) مقدار  $R_0 = 8/5 \text{ kpc}$  را قرار داده‌ایم. مقادیر محاسبه شده  $A$  و  $B$  با فرض مدارهای کپلری با مقادیر مشاهده شده توافق ندارند. چرا؟ زیرا کهکشان خودی یک جرم نقطه‌ای نیست!

### (ج) منحنی چرخش کهکشان خودی

به عنوان نتیجه‌ای از چرخش جزئی کهکشانی داریم  $\omega = \omega(R)$  به طوری که  $\Theta = \Theta(R) -$  رابطه اخیر منحنی چرخش کهکشان خودی نامیده می‌شود. منحنی‌های چرخش کهکشانی دیگر (نزدیک) با اندازه‌گیری سرعت‌های شعاعی اشکال HI در این کهکشانها به دست می‌آیند، اما برای کهکشان خودمان مسئله پیچیده‌تر است.

به شکل (۱۹-۷) رجوع کنید و توجه داشته باشید که بیشینه تندی شعاعی  $v_{r,\max}$  مشاهده شده در یک طول کهکشانی معلوم هنگامی اتفاق می‌افتد که خط دید از نزدیکترین فاصله به مرکز کهکشان بگذرد ( $R_{\min}$ ). در این جا خط دید مماس بر مدار است و از شکل (۱۹-۷) داریم

$$R_{\min} = R_0 \sin l \quad (19-21)$$

معادله (۱۹-۹) معکوس می‌شود تا به شکل کلی درآید

$$\Theta(R_{\min}) = v_{r,\max} + \Theta_0 \sin l \quad (19-22 \text{ الف})$$

و

$$\omega(R_{\min}) = \omega_0 + (v_{r,\max}/R_0 \sin l) \quad (19-22 \text{ ب})$$

که در آن  $v_{r,\max}$  از مشاهدات و  $R_{\min}$  را می‌توان از معادله (۱۹-۲۲) به دست آورد. توجه کنید که در معادلات (۱۹-۲۲) حداقل دو تا از مقادیر  $R_0$ ،  $\Theta_0$  و  $\omega_0$  را باید بدانیم تا بتوانیم منحنی چرخش را تعیین کنیم. اگر توجه‌مان را به سرعت‌های شعاعی اجسام نزدیک ( $d \ll R_0$ ) محدود کنیم، معادلات (۱۹-۱۵) و (۱۹-۲۱) به نتیجه زیر منجر می‌شوند

$$v_{r,\max} = 2AR_0 (\sin l) (1 - \sin l) \quad (19-23)$$

و  $AR_0$  را با مشاهده در طول‌های کهکشانی نزدیک (اما کوچکتر از)  $90^\circ$  و نزدیک  $270^\circ$  (اما بزرگتر

از آن) به دست می آوریم. این قیود بدین خاطرند که خط دید فقط می تواند بر مدارهای داخل  $R_0$  مماس باشد.

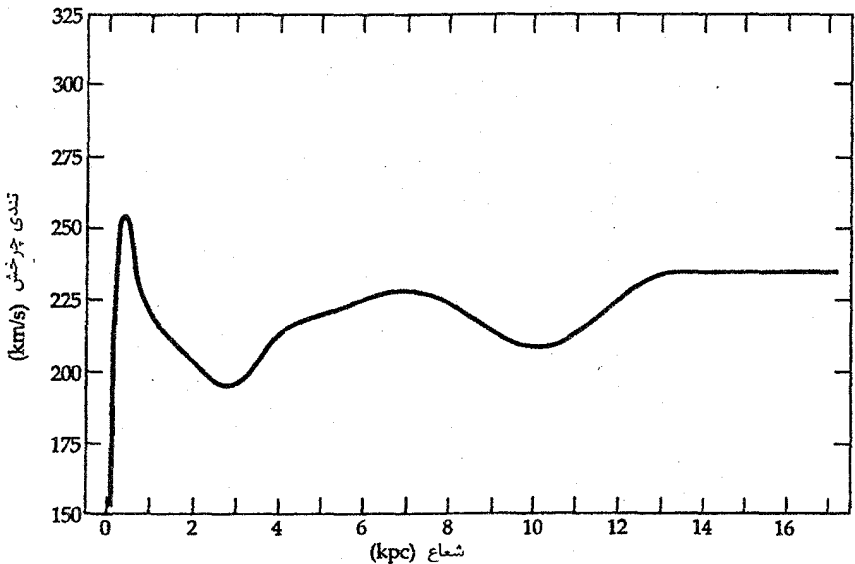
معادله (۱۹-۲۳) برای فاصله های حدود چند کیلوپارسک مفید است، اما تیرگی بین ستاره ای [بخش (۱۵-۱)] به طور جدی مانع مطالعات ستاره ای در فاصله های دورتر می شود. خوشبختانه، HI و CO را می توان با فن های رادیویی در گستره فواصل خیلی دور مشاهده کرد، و سپس باید از معادلات (۱۹-۲۲) استفاده نمود. از آنجا که ابرهای HI و CO تمایل به ترسیم شکل های مارپیچی دارند، فقط در چند جا خط دید بر بازوی مارپیچی مماس است، و می توانیم  $r_{r,max}$  را آن چنانکه در فصل ۲۰ بحث شده است از این مشاهده ها محاسبه کرد. همچنین نشر حاصل از مولکول CO را می توان همراه با داده هایی از ستاره های روشن مربوطه برای تعیین منحنی چرخش خارج از دایره خورشیدی به کار برد ( $R > R_0$ ). با ترکیب داده های نوری و رادیویی می توانیم منحنی چرخش کهکشانی را استخراج کنیم [شکل (۱۹-۱۰)]. از این داده ها با فرض حرکات صرفاً دایره ای داریم  $A = 17/7$  و  $B = -8/1$ .

توجه کنید که منحنی واقعی چرخش کهکشانی از آنچه که از حرکت های کپلری ساده انتظار می رود پیروی نمی کند. از نزدیکی مرکز کهکشان تا  $300 \text{ pc}$  منحنی به سرعت صعود کرده و سپس نزول می کند و در حدود  $3 \text{ kpc}$  دارای کمینه است. سپس به آهستگی تا نزدیک موقعیت خورشید صعود می کند. مشاهده های منواکسید کربن نشان دهنده منحنی چرخش در قسمت های خارجی کهکشان خودی می باشند. منحنی در ورای خورشید بالاتر می رود و به مقدار  $300 \text{ km/s}$  در  $18 \text{ kpc}$  می رسد. این منحنی چه چیزی را بیان می کند؟ از آن جا که حتی اجزاء خارجی کهکشان به طریق کپلری نمی چرخند، بیشتر ماده کهکشان باید در واری مدار خورشید قرار داشته باشد. از منحنی چرخش تا  $18 \text{ kpc}$  جرم کهکشان  $3/4 \times 10^{11}$  برابر جرم خورشید است [معادله (۱۴-۶)]. بنابراین، حداقل همان مقدار جرم خارج از دایره خورشیدی قرار دارد که در داخل آن وجود دارد. بیشتر این ماده نامرئی است؛ به نظر می رسد که کهکشان دارای هاله ای از ماده تاریک است (و بنابراین کهکشان های دیگر شبیه کهکشان خودی نیز چنین هستند).

توجه کنید که منحنی چرخش خارج از ناحیه مرکزی کهکشان خودی تقریباً مسطح است. یک منحنی چرخش مسطح ایجاب می کند که  $A = -B$  باشد، و مقدار  $13$  برای  $A$  و  $B$  به محدوده خطای فعلی نسبت داده می شود. هر چند هنوز روشن نیست که منحنی های چرخش مسطح برای سطوح موضعی که در آن ثابت های چرخشی به دست می آیند، به کار می روند.

(د) ستارگان سریع

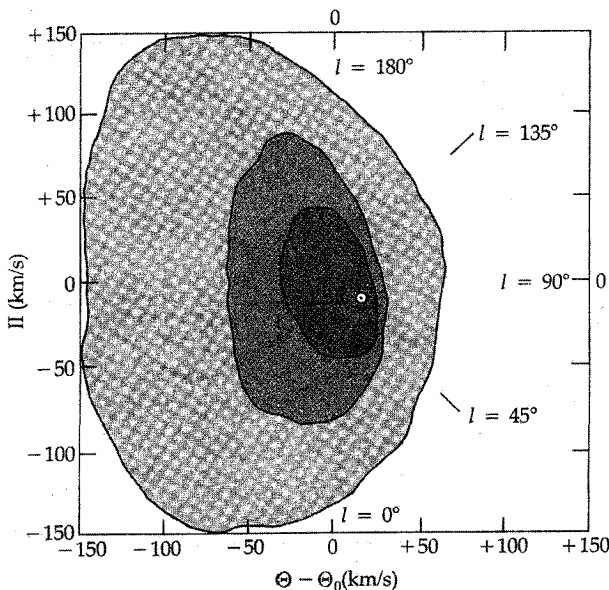
اکنون به همسایگی خورشید بر می‌گردیم تا مطالعه‌مان دربارهٔ حرکات ستاره‌ای را تکمیل کنیم. ستارگان مجاور مشاهده شده ممکن است در هر جهتی نسبت به LSR حرکت کنند (حرکت خورشیدی را که در بخش‌های قبل بحث شد در نظر بگیرید)؛ این ستارگان در مدارهای دارای خروج از مرکز، حول مرکز کهکشان قرار دارند و بنابراین، نمی‌توانند در LSR ساکن باشند. حرکت ویژه یک ستاره را نسبت به مرکز کهکشان به سه مولفه دو به دو متعامد تجزیه کنید: (۱)  $\Pi$  تندی شعاعی به سمت خارج (در جهت  $l = 180^\circ$ )، (۲)  $\Theta$  تندی در جهت  $l = 90^\circ$  مانند قبل و (۳)  $Z$  تندی عمود بر صفحه کهکشانی (در جهت  $b = 90^\circ$  مثبت). حال مولفه‌های حرکت ستاره‌ای نسبت به LSR،  $(\Pi, \Theta - \Theta_0, Z)$  هستند؛ برای مثال حرکت خورشیدی بدین طریق عبارت است از  $(7/3$  و  $14/8$  و  $-10/4)$  km/s. بنابراین، خورشید به داخل به سوی مرکز کهکشان و به جلو به طرف دجاجه حرکت کرده و به خارج از صفحه کهکشانی نسبت به LSR صعود می‌کند.



شکل ۱۹-۱۰. منحنی چرخش کهکشان خودی. منحنی بر اساس مشاهدات CO است و مقیاس آن بر اساس فاصله  $8/5$  kpc از مرکز کهکشان می‌باشد. توجه کنید که چگونه منحنی در ورای  $14$  kpc مسطح می‌شود. (گرفته شده از نمودار ترسیم شده توسط دی. پی. کلمنس<sup>۱</sup>).

در شکل (۱۹-۱۱) به طور نمایشی توزیع سرعت‌های چند نوع از ستارگان را در صفحه کهکشانی ( $\Pi, \Theta - \Theta_0$ ) نشان داده‌ایم. به وضوح می‌توان دید که ستارگان جوان تقریباً در LSR در حال سکون هستند، در حالی که ستارگان پیرتر نسبت به LSR سریع‌تر حرکت می‌کنند و ستارگان جمعیت II بسیار پیر، حرکت تندتری نسبت به LSR دارند. مولفه‌های Z سرعت‌های ستاره‌ای به طور مشابه رفتار می‌کنند، بنابراین، هر چه یک ستاره پیرتر باشد سریعتر و دورتر از کهکشان حرکت می‌کند. این پدیده وابسته به مبدأ ستاره است: ستارگان جوان در بازوهای مارپیچی به وجود آمده‌اند و در مدارهای تقریباً دایره‌ای در صفحه کهکشانی حرکت می‌کنند، در حالی که ستارگان پیرتر قرص و جمعیت II دور از صفحه کهکشانی تولد یافته‌اند (و حتی در هاله کهکشانی).

از اختلاف خروج از مرکزها و نیم محور بلند می‌توان منحنی‌های سرعت مدارهای ستاره‌ای را محاسبه کرد [شکل (۱۹-۱۱)]. این روش نشان می‌دهد که ستارگان جوان و خورشید

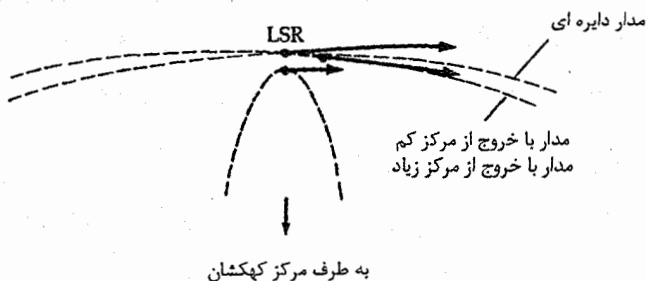


شکل ۱۹-۱۱. حرکات ستاره‌ای در صفحه کهکشانی. برای ستارگان همسایگی خورشید، سرعت‌های مشاهده شده نسبت به LSR رسم شده‌اند. تاریک‌ترین ناحیه ستارگان نوع A هستند؛ ناحیه سایه‌دار وسط، غولهای نوع K پیرتر هستند؛ و ناحیه سایه‌دار روشن، ستارگان خیلی پیر قرص و جمعیت II می‌باشند.

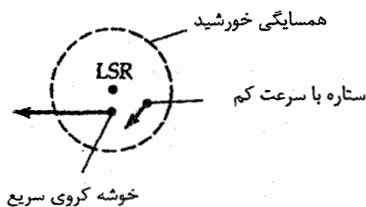


دارای مدارهای کهکشانی تقریباً دایره‌ای در  $R \approx R_0$  هستند و ستارگان خیلی پیر (شامل زیر کوتوله‌ها) و خوشه‌های کروی مدارهایی با خروج از مرکزهای شدید با  $R_0/2 \leq R \leq R_0$  دارند (در این جا  $R$  نیم محور بلند را نشان می‌دهد).

توجه کنید که به نظر می‌رسد سرعت‌های ستاره‌ای از جهت چرخش کهکشانی ( $l=90^\circ$ ) دوری می‌گزینند، و هیچ ستاره‌ای در این جهت از حدود  $65 \text{ km/s}$  سریعتر حرکت نمی‌کند. ستارگان سریع آنهایی هستند که سرعت‌شان درون صفحه بزرگتر از  $65 \text{ km/s}$  نسبت به  $LSR$  است و این اثر در مورد آنها به طور قابل ملاحظه‌ای قابل تشخیص می‌باشد. (ستارگان با سرعت‌های بزرگتر در مدارهای بسیار بیضی‌تر حرکت می‌کنند.) در این جا دو پدیده مجزا بروز می‌کند: ظاهراً یک ستاره که تندی کل آن نسبت به مرکز کهکشان بزرگ‌تر از  $450 \text{ km/s}$  (تندی فرار محلی) باشد می‌تواند از کهکشان بگریزد؛ بنابراین، ستارگان با  $65 \text{ km/s} \leq \Theta - \Theta_0$  نادرند.



(الف)



(ب)

شکل ۱۹-۱۲. اجرام سریع. (الف) سه مدار کهکشانی نشان داده شده‌اند:  $LSR$  دایره‌ای، یک مدار با خروج از مرکز کم از یک ستاره  $A$  نزدیک، و یک خوشه کروی با خروج از مرکز زیاد نزدیک بعید کهکشانی. (ب) نسبت به  $LSR$ ، این اجرام در همسایگی خورشید نظیر یک ستاره کند  $A$  و یک خوشه کروی سریع به نظر می‌رسند.

ستارگان سریع صعود می کنند نه به خاطر این که با نهایت سرعت در کهکشان خودی حرکت می کنند، بلکه به خاطر این که خیلی آهسته تر از LSR حرکت می کنند. یک ستاره در نزدیک بعید کهکشانی (دورترین فاصله از مرکز کهکشان؛ در قرین کهکشانی، ستاره در نزدیکترین فاصله تا مرکز است) به نظر می رسد به آرامی در مداری با خروج از مرکز زیاد نسبت به LSR حرکت می کند [شکل (۱۹-۱۲)]. برای مثال، LSR (در حال حرکت  $\Theta_0 = 220 \text{ km/s}$ ) به نظر می رسد از یک ستاره در بعید کهکشانی (در همسایگی خورشید) با  $\Theta = 150 \text{ km/s}$  و با سرعت  $100 \text{ km/s}$  عقب می ماند. چنین اجسام سریعی ستارگان RR شلیاق و ابرهای HI با عرض کهکشانی زیاد ( $b$  بزرگ) و سریع را شامل می شوند.

### مفاهیم و معادلات کلیدی

فرمولهای اورت

$$v_r = Ad \sin \gamma l$$

$$v_t = d (A \cos \gamma l + B)$$

$$B = A - \omega_0$$

تندی مماسی

$$v_t = 4/\sqrt{4} \mu'' d = 4/\sqrt{4} \left( \frac{\mu''}{\pi''} \right) \frac{\text{km}}{\text{s}}$$

خوشه های متحرک

$$\pi'' = 4/\sqrt{4} \frac{\mu''}{v_r \tan \theta}$$

### مسائل

- خطوط نشری FeI (در  $441/5$  و  $444/2$  نانومتر) در یک مقایسه طیفی به ترتیب ۱۵ و  $15/43$  میلیمتر از نقطه مرجع اختیاری واقع می شوند. اگر خط CaI ستاره ای (با طول موج سکون  $442/5$  نانومتر) اندازه گیری شود در  $15/27$  میلیمتر می باشد، (الف) طول موج مشاهده شده خط CaI چقدر است؟ (ب) سرعت شعاعی این ستاره چقدر است؟
- با انتخاب تبدیلات مناسب واحدها، نشان دهید که معادله (۱۹-۳) از معادله (۱۹-۲) نتیجه می شود.
- ستاره ای به فاصله زاویه ای  $90^\circ$  از گریزگاه خورشیدی بر روی کره سماوی در LSR به طور ساکن و به فاصله ۱۰ پارسک از خورشید قرار دارد. اگر از خورشید دیده شود،

(الف) به نظر می‌رسد که در مدت ده سال بر روی کره سماوی این ستاره تحت چه زاویه‌ای (برحسب ثانیه قوسی) حرکت کند؟

(ب) به نظر می‌رسد که این ستاره در چه جهتی حرکت خواهد کرد؟

۴. ستاره دلتا گاو عضوی از گروه متحرک گاو است. چنین مشاهده شده است که این ستاره دارای یک حرکت ویژه  $0.115$  ثانیه قوسی بر سال و سرعت شعاعی  $38/6$  کیلومتر بر ثانیه می‌باشد و  $29/1^\circ$  از نقطه همگرایی گروه قرار دارد.

(الف) اختلاف منظر ستاره چقدر است؟

(ب) فاصله آن برحسب پارسک چقدر است؟

(ج) ستاره دیگری متعلق به همان گروه به فاصله زاویه‌ای  $20^\circ$  از نقطه همگرایی گروه واقع است. حرکت ویژه و سرعت شعاعی آن چقدر است؟

۵. به داده‌های مساله (۱۹-۴) مراجعه کنید. فرض کنید که خطای احتمالی  $0.005$  ثانیه قوسی بر سال به حرکت ویژه دلتای گاو مربوط است. اگر به طور مستقل اختلاف منظر مثلثاتی این ستاره را اندازه بگیریم (با خطای احتمالی  $\pm 0.005$  ثانیه قوسی)، عدم قطعیت‌ها (برحسب پارسک) در فواصل تعیین شده از این دو اختلاف منظر مجزا چقدر هستند؟

۶. فرض کنید که جرم کهکشان ما  $10^{11} \times 1/5$  برابر جرم خورشید و تمام آن در نقطه‌ای به عنوان مرکز کهکشان متمرکز است.

(الف) یک منحنی چرخش ( $\Theta$  در مقابل  $R$ )، با واحدهای مناسب و مقادیر اختیاری در امتداد هر محور، برای حالت کپلری ترسیم کنید.

(ب) دوره تناوب چرخش در  $20 \text{ kpc}$  و  $5, 8/5$   $R$  را تعیین کنید.

(ج) تبدی فرار از  $R = 8/5 \text{ kpc}$  چقدر است؟

۷. ستاره‌ای در یک مدار کهکشانی کپلری با خروج از مرکز  $0.8$  و نیم محور بلند  $7 \text{ kpc}$  از همسایگی خورشید در سفر به سمت خارجش نسبت به صفحه کهکشانی حرکت می‌کند. سرعت این ستاره نسبت به  $LSR$  چقدر است؟ فرض کنید که کهکشان یک جرم نقطه‌ای است (حرکت کپلری).

۸. از شکل (۱۹-۱۰) برای محاسبه جرم داخلی کهکشان خودی تا فاصله‌ای که منحنی ادامه دارد، استفاده کنید. (راهنمایی: کهکشان یک جرم نقطه‌ای نیست؛ حرکت کپلری نیست!)

۹. ستاره  $BS 1828$  دارای یک حرکت ویژه  $0.24$  ثانیه قوسی بر سال در امتداد زاویه موقعیتی

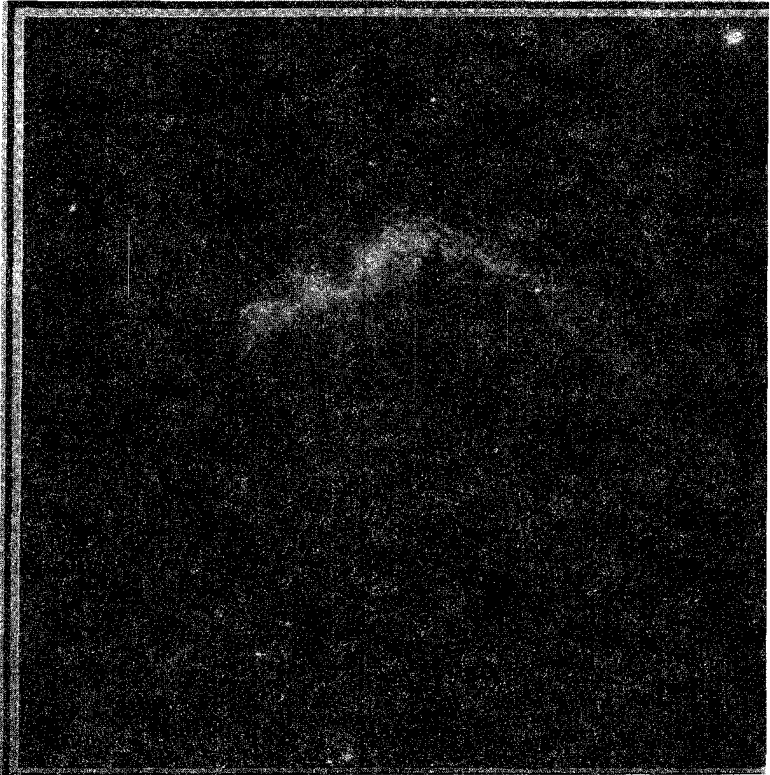
- ۴۸° (شمال شرقی) و اختلاف منظر "۰/۰۱۲ می باشد. خط  $H_{\beta}$  ( $\lambda = 4861$  نانومتر) در  $\lambda = 4859$  نانومتر ظاهر می شود. اندازه سرعت فضایی ستاره چقدر است و سرعت چه زاویه ای با امتداد دید می سازد (کدام نقاط دور از خورشید هستند)؟
۱۰. حرکت ویژه (نسبت به LSR) را برای ستاره ای در حرکت دایره ای حول مرکز کهکشان و به فاصله ۴ کیلو پارسک از خورشید و در یک طول کهکشانی  $60^\circ$  برحسب ثانیه قوسی بر سال، تعیین کنید. از منحنی چرخش داده شده در شکل (۱۹-۱۰) استفاده کنید. (انتظار داشته باشید که جوابهایتان کوچک باشند!)
۱۱. فاصله از نقطه همگرایی تا مرکز خوشه هییادز  $29/9$  است و سرعت شعاعی خوشه  $39/1$  کیلومتر بر ثانیه می باشد. از این اطلاعات و اطلاعاتی که در این فصل آمده است برای محاسبه فاصله یک خوشه متحرک تا هییادز استفاده کنید. اگر خطا در تعیین سرعت شعاعی،  $\pm 0/2$  کیلومتر بر ثانیه باشد، خطا در فاصله چقدر است؟
۱۲. معادله (۱۹-۶) را برای اختلاف منظرهای خوشه متحرک از معادلات (۱۹-۳) و (۱۹-۵) بدست آورید.
۱۳. بخشهای (۱۴-۵) و (۱۹-۴) بیان می کنند که هاله کهکشان خودی حاوی ماده غیر روشن است. اگر نمی توانیم آن را به بینیم، چگونه می دانیم در آنجا موجود است؟
۱۴. ستاره بارنارد دارای تندی شعاعی  $-108 \frac{\text{km}}{\text{s}}$ ، حرکت ویژه  $10/34 \text{ "/year}$ ، و اختلاف منظر  $0/546$  است.
- (الف) فاصله تا ستاره بارنارد برحسب pc چقدر است؟ برحسب کیلومتر چطور؟
- (ب) تندی مماسی ستاره بارنارد چقدر است؟
- (ج) سرعت فضایی ستاره بارنارد و زاویه ای که سرعت فضایی با خط دید می سازد چقدر است؟
- (د) در نزدیکترین حالت نزدیک شدن، ستاره بارنارد برحسب پارسک و سال نوری چه اندازه دور می باشد؟ این کمیت را با فاصله فعلی آلفا قنطورس مقایسه کنید.
- (ه) چند سال دیگر ستاره بارنارد در نزدیکترین فاصله از خورشید خواهد بود؟
- (و) در وضعیت فعلی ستاره بارنارد دارای قدر مریی ظاهری  $9/54$  می باشد. در نزدیکترین حالت نزدیک شدن، قدر آن چقدر خواهد بود؟
۱۵. منحنی چرخش یک توزیع با چگالی ثابت تا مدار خورشید ( $M(R_0)$ ) را محاسبه کنید. این

الگو را با منحنی چرخش واقعی مقایسه کنید.

۱۶. برای  $l = 45^\circ$ ، مشاهده می‌کنیم که  $V_r = +30 \text{ km/s}$  است. مقادیر  $R$  و  $d$  چقدر هستند؟

۱۷. برای چه نوع توزیع جرمی  $V(r)$  ثابت خواهد بود؟

## تحول کهکشان خودی



تاکنون خصوصیات فیزیکی دو قسمت اصلی از ماده کهکشان خودی که شامل ستارگان و محیط میان ستاره‌ای است را توصیف نموده‌ایم. در این فصل آنها را در طرح بزرگ ساختار کهکشان راه شیری به یکدیگر ارتباط می‌دهیم. خواهیم دید که کهکشان ما دارای یک طرح مارپیچی همراه با مقدار زیادی بی‌نظمی می‌باشد که به سراسر این الگو تحمیل گردیده است. این نقش مارپیچی بایستی تحول یابد و تحول آن به تحول ستارگان، گاز و گردوغباری که در آن وجود دارد، مربوط می‌شود.

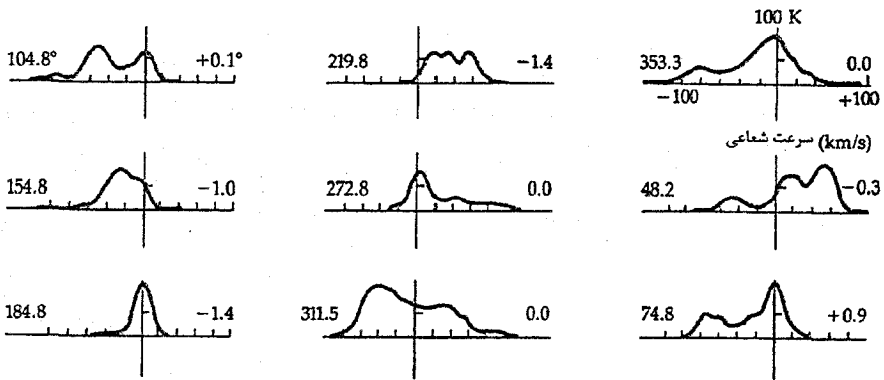
## ۲۰-۱ ساختار کهکشان خودی از دید مطالعات رادیویی

برای نقشه برداری ساختار کهکشان خودی نیازمند به روشی می‌باشیم که قسمت‌های مارپیچی را از توده‌های جرم بین ستاره‌ای تفکیک کند. روش رایج در نقشه برداری استفاده از خط  $21\text{cm}$  HI است. همان طور که خواهیم دید، این روش محدودیتهایی جدی در بردارد و اخیراً نقشه برداری ابرهای مولکولی CO مکملی برای مشاهدات امواج  $21\text{cm}$  شده است. در حقیقت، شواهد مشاهده‌ای، اشاره بر این دارند که ابرهای مولکولی اطراف بازوهای مارپیچی مواعی سخت‌تر از ابرهای HI هستند.

الف) داده‌های امواج  $21\text{cm}$  و ساختار مارپیچی

گذار ابریز از هیدروژن خنثی (HI) در طول موج رادیویی  $21\text{cm}$  [بخش ۱۵-۵ (ه)] با تغییرات سرعت شعاعی حاصل از چرخش جزئی کهکشانی، به ما اجازه می‌دهد تا ساختار بازوی مارپیچی را در صفحه کهکشان استنتاج کنیم. اگر منحنی چرخش کهکشانی معلوم باشد (و این یک اگر بسیار مهم است!)، امکان تعیین فواصل تمرکز هیدروژن خنثی با استفاده از اثر انتقال دوپلری در نمایه‌های خط  $21\text{cm}$  میسر می‌شود. تعیین فواصل مستلزم دو فرض است: (۱) چرخش جزئی کهکشان و (۲) مدارهای دایره‌ای کهکشان برای گازهای نزدیک به صفحه کهکشان.

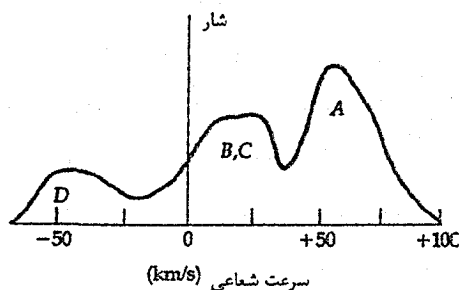
به علت جذب ناچیز بین ستاره‌ای برای امواج با طول موج  $21\text{cm}$ ، خطوط گسیل شده از سرتاسر کهکشان خودی، قابل رویت هستند. از این رو، می‌توانیم نواحی کهکشان در ورای منظومه شمسی را مورد تحقیق قرار دهیم. نمایه خط  $21\text{cm}$  برای یک دید معین، چندین قله انتقال دوپلری را نمایش می‌دهد که عمدتاً باریک بوده و به خوبی قابل تمیزند. تمرکز هیدروژن در اطراف بازوهای مارپیچی اشکال مشاهده‌ای از نمایه‌های طیف خطی را تولید می‌کند [شکل (۲۰-۱)]. نمایه‌های خط طیفی در نزدیکی طول کهکشانی دارای قله‌های دوپلری هستند که در یک قالب خاص و معین برحسب انتقال می‌یابند. هر قله مشخص کننده یک بازوی مارپیچی است که توسط خط دید قطع شده است. اگر انتقال دوپلری را برحسب سرعت شعاعی بخشی از بازو تعبیر کنیم و فرمولهای چرخش فصل (۱۹) را به کار بریم می‌توانیم، فاصله تا بازو را به دست آوریم؛ از آنجا که مدارها را دایره‌ای فرض کرده‌ایم این فاصله تا حدی که حرکات نامتقارن رخ می‌دهند، نامعین است. نتایج قابل قبول‌تر با اعمال اصلاحات به حرکات دایره‌ای به دست می‌آیند.



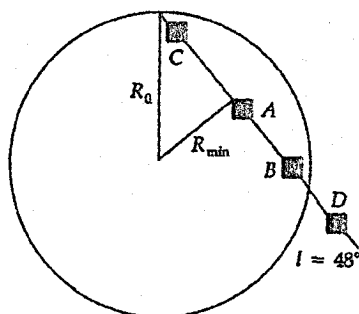
شکل ۲۰-۱. نمایه‌های خط طیفی ۲۱cm در صفحه کهکشانی. این گسیلها از نواحی در حال چرخش در استوای کهکشانی سرچشمه می‌گیرند. طول کهکشانی در طرف چپ و عرض کهکشانی در طرف راست هر نمایه مشخص شده است. شار برحسب دمای آنتن مدرج شده است. (گرفته شده از نمودارهای ترسیم شده توسط اف. جی. کر<sup>۱</sup> و جی. وسترهاوت<sup>۲</sup>)

اجازه دهید این روش را با تعبیر و تفسیر یک نمایه ۲۱cm نمایش دهیم [شکل (۲۰-۲)]. این نمایه به خط دید در  $l = 48^\circ$  مربوط می‌شود و شامل سه قله دوپلری در سرعت‌های شعاعی ۵۵، ۱۵ و -۵۰ کیلومتر بر ثانیه می‌باشند. اگر فاصله خورشید از مرکز کهکشان را با  $R_0$  نشان دهیم و توجه داشته باشیم که سرعت‌های شعاعی مثبت معرف دور شدن می‌باشند، آنگاه دو ابر هیدروژن در حال دور شدن و یکی در حال نزدیک شدن است. از فرمولهای چرخش [بخش (۱۹-۴)]، در می‌یابیم که دور شدن مربوط به  $R < R_0$  و ابر در حال نزدیک شدن بایستی در  $R > R_0$  قرار داشته باشد. با به خاطر آوردن طبیعت تقریبی معادله (۱۹-۱۶)، بیشینه سرعت شعاعی ۵۷km/s را محاسبه می‌کنیم؛ بنابراین ابر  $A$  با یک سرعت شعاعی ۵۵km/s بایستی بسیار نزدیک به نقطه تماس قرار داشته باشد. ابر  $D$  که در واقع در حال نزدیک شدن به ماست (-۵۰km/s)، همانگونه که در شکل (۲۰-۲) مشخص شده است، در فاصله  $R > R_0$  قرار دارد. در قله ۱۵km/s یک ساختار دوگانه مشاهده می‌شود (ابرای  $B$  و  $C$ )؛ پوئیدنهای طول کهکشانی دلالت بر این دارند که ابر  $B$  در ورای نقطه تماس قرار دارد (نزدیک  $R = R_0$ ) و ابر  $C$  بسیار نزدیک به خورشید است.





(الف)



(ب)

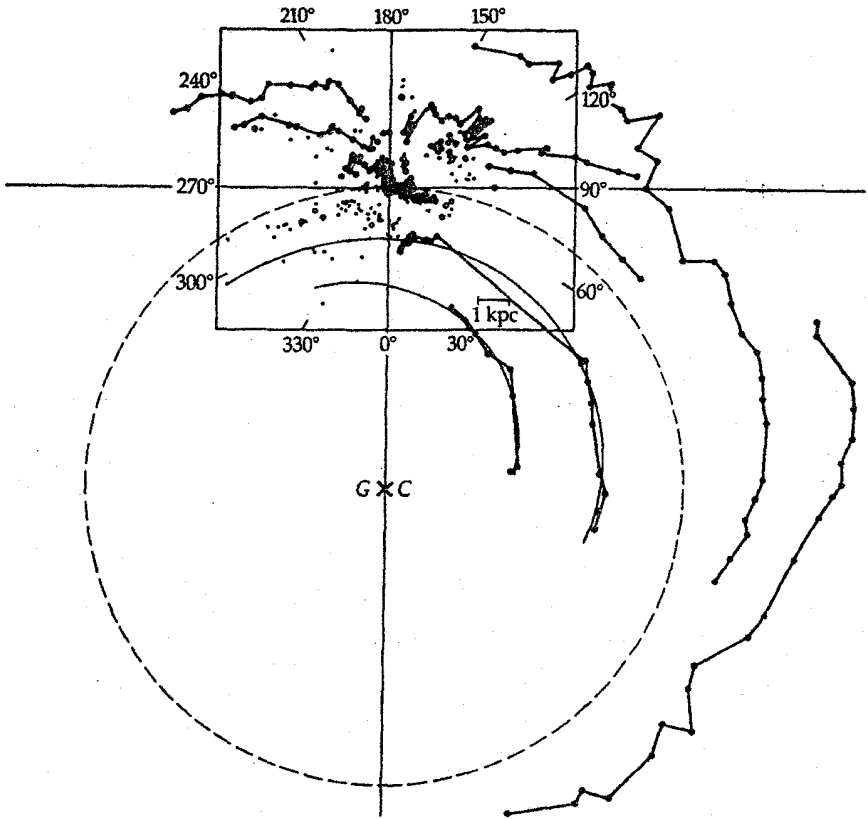
شکل ۲۰-۲. نمایه‌های خط طیفی و انتقالات دوپلری. (الف) نمایه‌های خط طیفی از تعدادی ابرهای HI در طول کهکشانی  $48^\circ$ . (ب) هندسه خط دید برای نمایه‌ها در (الف).

با ترکیب داده‌های ۲۱cm از نیمکره‌های شمالی و جنوبی، می‌توانیم یک تصویر طرح‌واره از توزیع هیدروژن خنثی در بازوهای کهکشان خودی بسازیم [شکل (۲۰-۳)]. این ساختار مارپیچی نزدیک به  $l = 0^\circ$  و  $l = 180^\circ$  کاملاً تعیین نشده است - یعنی به طرف مرکز کهکشان و به طور قطری در جهت مخالف (پاد مرکز). ابرهای هیدروژنی در حال دور زدن دایره‌ای در این دو جهت نبایستی سرعت شعاعی داشته باشند؛ بنابراین نمی‌توانیم فواصل تا چنین ابرهایی را تعیین کنیم، لذا نمایه خط طیفی آن به صورت یک قله منفرد در ۲۱cm است. ابهامی در فاصله برای ابرهای هیدروژنی که به مرکز کهکشانی از خورشید نزدیکترند وجود دارد. به علت این که بیشینه سرعت شعاعی دور شدن هنگامی که خط دید از نزدیکترین وضعیت نسبت به مرکز کهکشان می‌گذرد، رخ می‌دهد (نقطه مماس)، یک ابر نزدیکتر به خورشید تا به نقطه مماس ممکن است تندی دور شدن یکسان (کمتر) از ابری در ورای نقطه مماس داشته باشد. تعیین این ابهام با قطعیت، مشکل است.

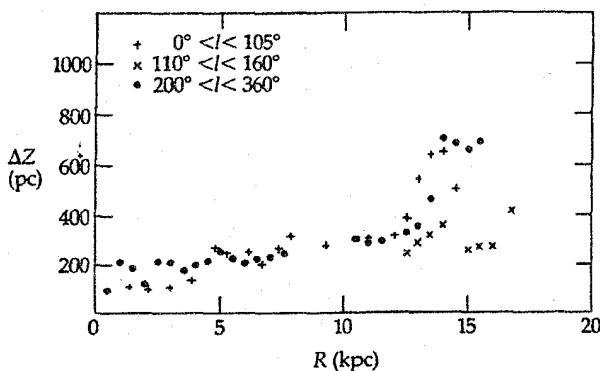
### (ب) توزیع کهکشانی گاز

هیدروژن خنثی در صفحه کهکشانی توزیع شده است. اگر ضخامت لایه گاز را بر اساس فاصله از صفحه کهکشانی تا نقطه نصف چگالی (جایی که چگالی عددی به نصف مقدار موجود در صفحه کهکشانی یا عرض کهکشانی  $b = 0^\circ$  تقلیل می‌یابد) تعریف کنیم، آنگاه ضخامت لایه هیدروژنی مشاهده شده در گستره  $80^\circ$  تا  $250^\circ$  پارسک قرار می‌گیرد. مقدار کمتر به ناحیه بین خورشید و مرکز کهکشان مربوط می‌شود. برای بازوهای مارپیچی نزدیک خورشید ( $R = R_0$ )

ضخامت تا ۲۵۰ پارسک افزایش می‌یابد. برای  $R > R_0$  تا چند صد پارسک پهن می‌شود، و در  $R = 30 \text{ kpc}$  تقریباً به ۲ کیلوپارسک می‌رسد. توزیع هیدروژن خنثی در عرض کهکشانی [شکل (۲۰-۴)] دارای لایه بسیار مسطح (نزدیک  $b = 0^\circ$ ) در ناحیه  $R < R_0$  است، در حالی که در  $R = R_0$ ، این لایه در  $l = 180^\circ$  و در امتدادهای مخالف خم می‌شود (نسبت به  $b = 0^\circ$ ). این لایه که فاصله بین دو قله متوالی آن ۳ کیلوپارسک می‌باشد، ریسمان کهکشانی نامیده می‌شود.



شکل ۲۰-۳. ساختار کهکشانی از مشاهدات ۲۱cm. خطوطی که نقاط را به هم متصل می‌کنند از داده‌های رادیویی می‌باشند؛ این خطوط رد ساختار بازوی مارپیچی را تعیین می‌کنند. نقاط غیرمتصل در داخل جعبه از مشاهدات نوری ردیابهای بازوی مارپیچی نظیر نواحی H II می‌باشند. (اقتباس شده از نموداری توسط اچ. وی ور<sup>۱</sup>)

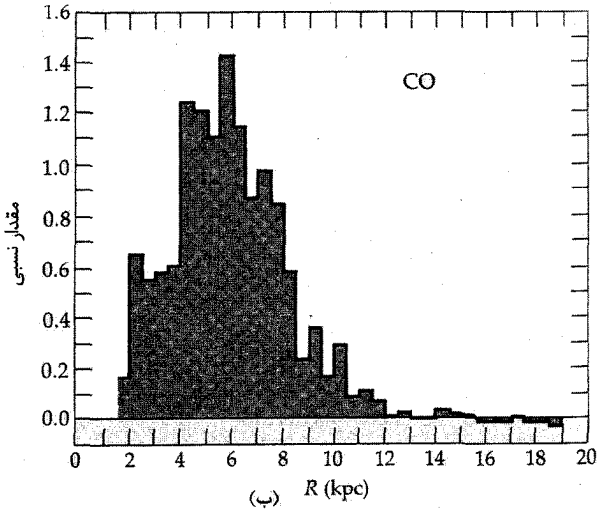
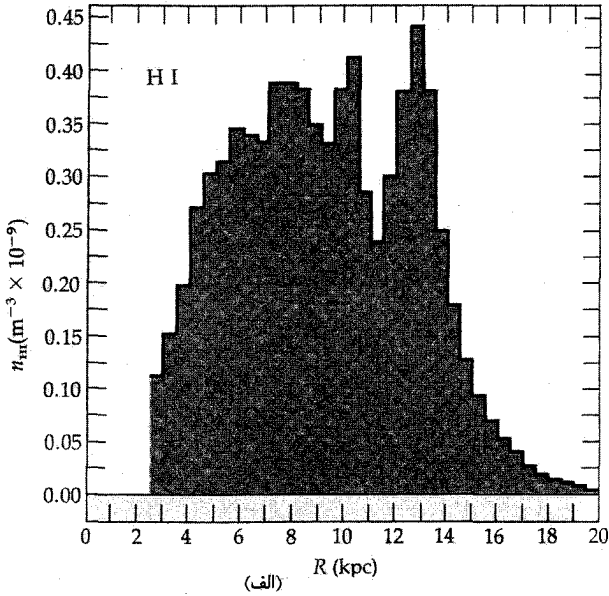


شکل ۲۰-۴. تاب برداشتن گاز در قرص کهکشان. از مشاهدات ۲۱ سانتیمتری می بینیم که گاز نزدیک لبه قرص تا ارتفاع حدود ۶۰۰ پارسک پخش شده است. (اقتباس شده از نموداری توسط اچ. و نوردن<sup>۱</sup>)

روش دیگر برای بررسی توزیع  $H$  سنجش چگالی حجمی آن است. خارج از دایره خورشیدی ( $R = R_0$ )، منحنی چگالی بین ۱۲ تا ۱۴ کیلو پارسک قله دار می باشد و پس از آن تا  $R = 20 \text{ kpc}$  به سرعت کاهش می یابد [شکل (۲۰-۵ الف)]. در داخل دایره خورشیدی از  $R = 4 \text{ kpc}$  توزیع ثابت است. بیشتر توزیع گاز HI در خارج دایره خورشیدی قرار می گیرد - حداقل ۸۰٪ از کل توده گاز. توزیع CO معمولاً از الگوی HI تبعیت نمی کند. مشاهدات نشان می دهند که در فاصله ۶ کیلو پارسک از مرکز کهکشان CO بیشترین چگالی را دارد [شکل (۲۰-۵ ب)]. چگالی CO خارج از ۸ کیلو پارسک کاهش می یابد، اما چگالی HI کماکان تقریباً همان مقدار باقی می ماند. لایه CO ضخامتی برابر ۱۲۵ پارسک دارد. بیاد داشته باشید CO نشان دهنده وجود هیدروژن مولکولی  $H_2$  است. در ناحیه بین خورشید تا مرکز کهکشان حدود ۹۳ درصد هیدروژن به صورت  $H_2$  وجود دارد. در عوض خارج از دایره خورشیدی، هیدروژن به صورت HI می باشد.

### (ج) ناحیه مرکزی کهکشان

اگر حرکت گازها کاملاً به صورت دایره ای می بود، نزدیک  $l = 0^\circ$  سرعت های شعاعی (نمایه های خط طیفی انتقال یافته دوپلری) مشاهده نمی شدند. فاصله تا چنین ابرهای گازی تعیین نمی شود، زیرا نمایه خط  $21 \text{ cm}$  پیش بینی شده یک قله فشرده در سرعت شعاعی صفر دارا می باشد. با این وجود، ساختار گاز در این ناحیه را می توان با برون یابی جنبه های دیده شده در طولهای نزدیک به  $l = 0^\circ$  تقریب زد.



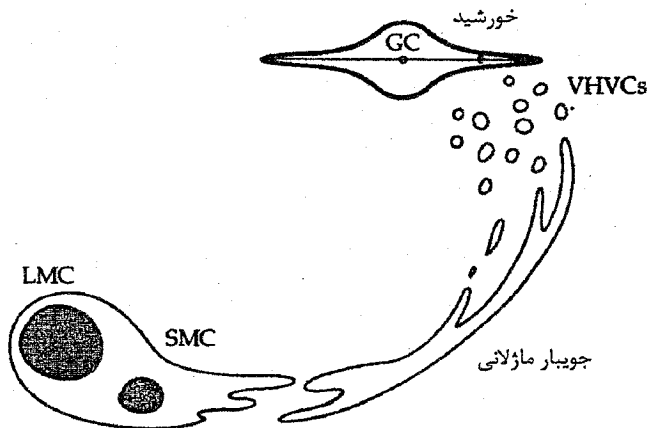
شکل ۲۰-۵. توزیع گاز در قرص کهکشان. (الف) چگالی حجمی HI تابعی از فاصله. (ب) توزیع چگالی نسبی CO. (اقتباس شده از نموداری توسط ام. گردون و بی. بورتن<sup>۲</sup>)

نمایه‌های خط  $21\text{cm}$  مشاهده شده در چند درجه‌ای از مرکز کهکشان، عموماً به دلیل خاصیت ویژه هندسی و اختلالات در سرعت، بسیار پیچیده هستند. جنبه اصلی دیده شده یک قله تیز در  $50\text{ km/s}$  است که حرکت مواد به خارج از مرکز کهکشان را آشکار می‌کند. این قله بازوی انبساطی یا  $3$  کیلوپارسکی را تشکیل می‌دهد. در  $2000$  پارسک از مرکز کهکشان یک قرص نازک گازی با میل  $40^\circ$  نسبت به صفحه کهکشانی قرار دارد. این قرص ضخامتی برابر  $100$  پارسک و سرعت چرخشی بیشینه‌ای برابر با  $360\text{ km/s}$  دارد و شامل  $10^7$  برابر جرم خورشید از  $\text{H I}$  است. این قرص دارای یک میله مرکزی نیز می‌باشد. از یک نظر، توزیع مولکولی در این ناحیه از همان الگوی  $\text{H I}$  پیروی می‌کند؛ آن همان ساختار قرص مایل را در داخلی‌ترین بخش کهکشان خودی نشان می‌دهد. این قرص مشتمل بر  $10^9$  تا  $10^{10}$  برابر جرم خورشیدی از  $\text{H}_2$  می‌باشد. جرم کل این قرص از چرخش ماده در خارج آن تعیین شده است که فقط چند برابر  $10^{10}$  جرم خورشیدی است.

#### (د) ابرهای هیدروژنی با سرعت بالا

در فصل ۱۹ نشان دادیم، ستارگانی که در مدارهایی با خروج از مرکز بیشتر حول مرکز کهکشان حرکت می‌کنند، به نظر می‌رسند که ستارگانی با سرعت بالا هستند. نمایه‌های  $21\text{cm}$  در عرضهای بالای کهکشانی ( $|b| \geq 10^\circ$ ) ساختارهای هیدروژنی دور از صفحه کهکشان را نمایش می‌دهند. این گاز به وضوح به شکل ابرهای مجزا توزیع شده است که از نظر سرعت در سه طبقه قرار می‌گیرد: (الف) ابرهای با سرعت بالا، سرعتهایی از  $70$  تا  $120\text{ km/s}$  (نسبت به خورشید)، (ب) ابرهایی با سرعت متوسط، سرعتهایی در گستره  $30$  تا  $70\text{ km/s}$ ، و (ج) ابرهایی با سرعت بسیار بالا، سرعتهایی بیش از  $120\text{ km/s}$  در عرضهای کهکشانی منفی بین  $l = 0^\circ$  و  $l = 180^\circ$ . این نمایشگر تقریبی نزدیک شدن سرعت شعاعی ابرها (منفی) و تراکم آنها نزدیک  $l = 120^\circ$  و  $l = 40^\circ$  می‌باشد (این ابرها در نواحی  $l = 60^\circ$  تا  $l = 200^\circ$  و  $l = 10^\circ$  تا  $b = 80^\circ$  وجود دارند). تفسیر این حرکت سریع گاز موضوع بحثهای جلدی بوده که تاکنون بی‌جواب مانده‌اند. برجسته‌ترین شکل  $\text{H I}$  با سرعت بالا جوویار ماژلانی<sup>۱</sup> نامیده می‌شود. این جوویار ابرهای ماژلانی (دو کهکشان همدم برای کهکشان راه شیری، فصل ۲۳) را می‌پوشاند و مانند یک رشته طولیل نزدیک به قطب جنوبی کهکشان و سپس نزدیک به صفحه کهکشانی  $l = 90^\circ$  حرکت

می‌کند. در حدود  $30^\circ$  از قطب، جریانها به قطعات ابری می‌شکنند که نوک آنها ممکن است به صورت ابرهایی با سرعت بالا و اشاره شده در فوق ظاهر شوند [شکل (۲۰-۶)]. اغلب الگوها این جریان را به صورت ریسمانی از گاز کشیده شده از ابرهای ماژلانی توسط یک اندرکنش جزر و مدی با کهکشان خودی نمایش می‌دهند.



شکل ۲۰-۶. ترسیمی طرح واره از ابرهای با سرعت خیلی زیاد (VHVCs). جوینار ماژلانی پلی بین LMC و SMC می‌سازد؛ در راس خود می‌شکند. ناحیه نزدیک به کهکشان خودی، VHVC ها را می‌سازد. (اقتباس شده از نموداری توسط جی. کوهن<sup>۱</sup>)

## ۲۰-۲ توزیع ستارگان و گاز در کهکشان خودی

می‌توانیم جمعیتها را برحسب عمر، فراوانی فلزی، و سینماتیک در کهکشان خودی از یکدیگر تشخیص دهیم. توسط تفکیک پایه بین جمعیتهای I و II آنها را برچسب می‌زنیم، اما به خاطر داشته باشید که این روش بسیار ساده می‌باشد. متأسفانه، زیرا تقسیمات سنتی به دلائل تاریخی استوار نیستند. می‌توانید آنها را برای مرجع در جدول (۲۰-۱) پیدا کنید. دسته‌بندی نجومی جمعیتهای ستاره‌ای اخیراً تحت تأثیر تغییرات اساسی قرار گرفته است. حدس می‌زنیم که اکثر ستاره‌شناسان از طرح‌واره سنتی ارائه شده در جدول (۲۰-۱) استفاده می‌کنند. ما سعی می‌کنیم از آن در این کتاب به تدریج دور شویم. نقطه کلیدی این است که خصوصیت فلزی به عمر

مربوط می‌شود - اجرام جواتر دارای فراوانی بیشتر هستند. اکنون مشخص شده است که این درهم و برهمی از اینجا ناشی می‌شود که اجرام سنگنی گزیده در قسمتهای مشابه از کهکشان خودی دارای خصوصیات فلزی متفاوت می‌باشند.

فراوانی فلزی ستارگان شاخصه‌ای از درجه غنی بودن عناصر سنگین ناشی از گازی است که از آن شکل گرفته‌اند. این فراوانی فلزی تابعی ملایم از جمعیت نمی‌باشد، اگر چه قبلاً عکس آن فکر می‌شد. ستارگان جمعیت II هاله حاشیه نامیده می‌شوند [جدول (۲۰-۱)]، همان گونه که بعضی از آنها ستارگان جمعیت II میانه‌اند، اما ستارگان در هسته و بعضی از ستارگان قرص غنی از فلز می‌باشند، شاید به این علت باشد که آهنگ تولد ستارگان سنگین در اوائل عمر کهکشان خودی شتابدار بوده است. غنی بودن از فلز یک جمله نسبی است. فراوانی فلزی ستارگان جمعیت II عادی حدود ۱٪ خورشید است، و برای ستارگان جمعیت II غنی از فلز، این مقدار ممکن است به ۱۰٪ یا بیشتر برسد.

به خاطر بیاورید که عمر را از هم زمانیهای محاسبه شده توسط الگوهای درون ستاره‌ای، و فراوانی‌های فلزی را از تفرق طیف سنجی و الگوهای جو ستاره‌ای تعیین می‌کنیم. اکثر اندازه‌گیری‌های فلزی جدید برحسب نسبت آهن به هیدروژن در مقایسه با  $\frac{Fe}{H}$  خورشید داده می‌شود:

$$\left[ \frac{Fe}{H} \right] = \log \left( \frac{N_{Fe}}{N_H} \right) - \log \left( \frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_{\text{خورشیدی}} \quad (1-20)$$

### (الف) بازوهای مارپیچی: ردیابهای مارپیچی

گسیل‌های هیدروژن خنثی و منواکسید کربن، ستاره‌شناسان را قادر می‌سازند که ساختار بازوهای مارپیچی را در بخش بزرگی از کهکشان خودی به طور تقریبی ارزیابی کنند، در صورتی که بازوهای مارپیچی شامل تمام اجرام دیگر جمعیت I جوان نیز غنی از فلز هستند. به دلیل این که گاز و غبار با یکدیگر در بازوهای مارپیچی کهکشان خودی وجود دارند، هر دو با هم در آنجا پیدا شده‌اند. معمولاً ستارگان T گاو نر نوزاد توسط گاز و غباری که از آنها شکل گرفته‌اند، احاطه شده‌اند. این ستارگان خیلی تابان نیستند، و حتی وقتی که به صورت گروه قرار دارند، از فواصل خیلی زیاد رویت نمی‌شوند. می‌دانیم که آنها مثالهای خوبی از جمعیت I هستند، اما، ردیاب‌های خوبی برای بازوهای مارپیچی نمی‌باشند، زیرا تابندگیهای آنها پایین است. به علت اینکه ستارگان نمونه اولیه جمعیت I می‌باشند، خوشه‌های باز که شامل این ستارگان می‌باشند

نیز ردیابهای ماریجی ممکن خواهند بود. در این خوشه‌ها، تعدادی ستاره به دور از بالای رشته اصلی تحول یافته‌اند.

جدول ۲۰-۱. ویژگیهای ستی جمعیت‌های ستاره‌ای

گروه جمعیت				
جمعیت I حاشیه	جمعیت I پیرتر	جمعیت II قرص	جمعیت II میانه	جمعیت I هاله
گردوغبار و گاز بین ستاره‌ای	خورشید	ستارگان خط ضعیف	ستارگان بسیار سریع	خوشه‌های کروی
ستارگان O و B	ستارگان با خط قوی	سحابی‌های	$(Z > 2 \cdot \text{km/s})$	ستارگان با فراوانی فیزی
ابر غولها	ستارگان A	سیارنما	متغیرهای بادوره	بسیار کم
ستارگان T گاز	کوتوله‌های Me	برآمدگی کهکشانی	تناوب طولانی	(زیر کوتوله‌ها)
خوشه‌های باز جوان	غولها	نواخترها	(روز $> 250$ )	ستارگان RR شلیاق
قیقاووسی‌های کلاسیکی	خوشه‌های باز	ستارگان شلیاق RR		(روز $> 0.4$ )
اجتماعات O	پیرتر	(روز $< 0.4$ )		قیقاووسی‌های
نواحی H II				جمعیت II
۱۲۰	۱۶۰	۴۰۰	۷۰۰	۲۰۰۰
$<  Z  > \text{Pc}$				
۸	۱۰	۱۷	۲۵	۷۵
$<  Z  > \text{, km/s}$				
توزیع	کامل قطعه قطعه در بازوهای ماریجی	قطعه قطعه	نرم	نرم
عمر	$< 0.1$	۱۰ تا ۱	۱۰ تا ۳	
روشن‌ترین ستارگان	۸	-۵	-۳	-۳
$(M_{\text{vis}})$				
تمرکز به مرکز کهکشان	هیچکدام	کمی	قابل ملاحظه	قوی
مدرهای کهکشانی	دایره‌ای	تقریباً دایره‌ای	خروج از مرکز کم	با خروج از مرکز بالا

اجرام نمونه  
ویژگیها

ستارگان سنگین به سرعت تحول پیدا می‌کنند و ممکن است به صورت ستارگان رشته اصلی OB رویت شوند. این ستارگان، همچنین، ممکن است توسط گاز و غباری که از آن شکل گرفته‌اند، احاطه شده باشند. تابش فرابنفش چنین ستارگانی، گاز را در اطرافشان یونیده کرده، و امکان مشاهده آنها را به صورت یک ناحیه HII فراهم می‌کند [بخش ۱۵-۲ (ب)]. به خاطر این که نواحی HII که مشخصاً شامل چندین ستاره داغ و نورانی هستند، تابش فرابنفش آنها به نور قابل رویت تبدیل شده و معمولاً درخشان هستند. نواحی HII و اجتماعات OB تحریک کننده



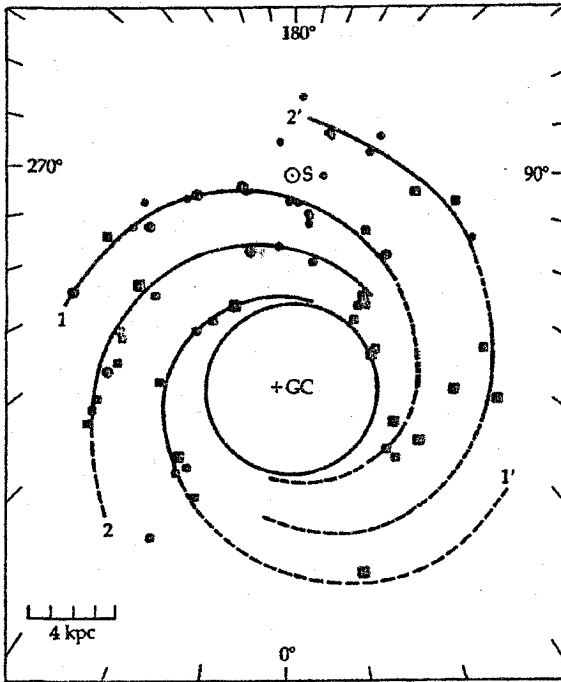
اجرام جمعیت I و ردیاب‌های ساختار مارپیچی می‌باشند [شکل (۲۰-۷)ب]. خطوط باز ترکیب رادیوئی [بخش (۱۵-۲)ب] از نواحی HII به ما امکان می‌دهد تا سرعت‌های شعاعی و همچنین فواصل آنها را تعیین کنیم. در این صورت، چنین سرعت‌هایی می‌تواند به همان روش سرعت‌های خط ۲۱cm، برای ترسیم ساختار مارپیچی و امکان مقایسه کاملتر بین توزیع‌های نواحی HI و HII، مورد استفاده واقع شود. الگوهای بازوهای مارپیچی ترسیم شده توسط HI و HII تقریباً شبیه یکدیگرند، اما یک اختلاف برجسته در توزیع بزرگ مقیاس ظاهر می‌گردد، زیرا هیدروژن یونیده، نسبت به هیدروژن خنثی بیشترین تراکم را در نزدیک به مرکز کهکشان دارد.

GMC ها بهترین ردیاب‌های فعلی بازوهای مارپیچی می‌باشند، که ستارگان سنگین از آنها متولد می‌شوند. نشر خط میلی متری آنها توسط حرکات شعاعی انتقال دوپلری پیدا می‌کند، و بنابراین مکانهای آنها می‌تواند به طریقی مشابه به HI تعیین شود. مطالعات اجمالی قویاً بعضی از بازوهای مارپیچی اصلی کهکشان خودی را تعیین می‌کنند [شکل (۲۰-۷)ب].

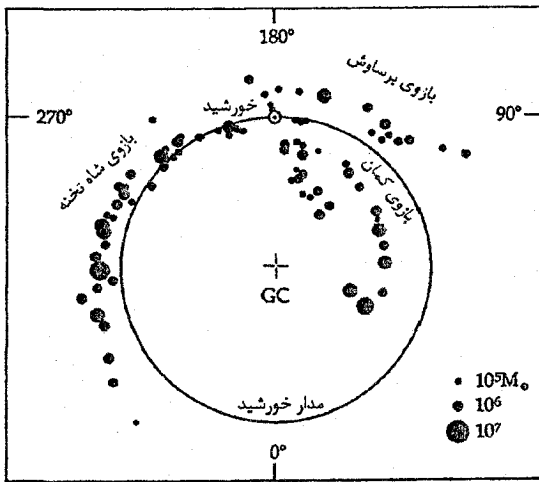
### (ب) جمعیت‌های ستاره‌ای: قرص و هاله کهکشان

خورشید ما متعلق به یک جمعیت I پیر غنی فلزی است. اگر چه این جمعیت دقیقاً محدود به بازوهای مارپیچی نیست، اجرام متعلق به آن هنوز نسبتاً نزدیک به صفحه کهکشانی قرار دارند و دارای توزیع غیریکنواختی در سراسر کهکشان می‌باشند. جمعیت I پیر شامل خوشه‌هایی است که ستارگان بالای رشته اصلی آن به غول و مرحله تحولی متغیر تحول یافته است. خوشه‌های باز پیرتر نمونه‌هایی از این جمعیت هستند. این اجرام (توام با گاز) قرص نازک کهکشان خودی را می‌سازند.

ستارگان جمعیت II غنی فلزی (Z تقریباً ۲۵٪ خورشیدی) قسمت عمده جرم ستاره‌ای کهکشان خودی را تشکیل می‌دهند، و قرص ضخیم را می‌سازند. ستارگان نماینده قرص ممکن است خیلی دور از صفحه کهکشانی واقع باشند. کمیت  $\langle |Z| \rangle$  میانگین فاصله ستاره از صفحه است، و پارامتر مربوطه  $\langle |Z| \rangle$  میانگین مولفه سرعت ستاره‌ای عمود بر صفحه کهکشان می‌باشد. هر چه مولفه عمودی سرعت یک ستاره بیشتر باشد، احتمال دورتر بودن آن ستاره از صفحه کهکشان بیشتر است. برای ستارگان قرص ضخیم،  $\langle |Z| \rangle$  در بازه ۴۰۰ تا ۸۰۰ pc و  $\langle |Z| \rangle$  از ۲۰ تا  $3.0 \frac{\text{km}}{\text{s}}$  قرار دارد. ستارگان با  $[\frac{\text{Fe}}{\text{H}}] = -0.6$  می‌توانند به ارتفاعی به بلندی حدود ۰/۲ kpc از صفحه برسند. این اجرام نسبتاً به صورت ملایمی توزیع شده‌اند و هیچ ساختار مارپیچی نشان نمی‌دهند.



(الف)



(ب)

شکل ۲۰-۷. بازوهای مارپیچی در کهکشان خودی. (الف) ساختار مارپیچی بر اساس ردیابهای مارپیچی جمعیت I. آنچه مشخص شده‌اند موقعیت‌های نواحی HII می‌باشند که از مشاهدات نوری (دایره‌ها) و رادیویی (مربع‌ها) نتیجه شده‌اند. (اقتباس شده از نموداری توسط وای. ام. گئورگلین<sup>۱</sup>، وای. پی. گئورگلین<sup>۲</sup>، و جی. پی. سیوان<sup>۳</sup>) (ب) بازوهای مارپیچی بر اساس مشاهدات CO از GMCها. جرم هر ابر باندازه هر نماد مشخص شده است. به سه بازوی کاملاً تعریف شده توجه کنید: شاه تخته، برساوش، و کمان. (بر اساس مشاهدات آر. اس. کوهن<sup>۴</sup>، دی. ای. گرابلسکی<sup>۵</sup>، جی. می<sup>۶</sup>، ال. برونف من<sup>۷</sup>، اچ. آلوارز<sup>۸</sup> و پی. تادئوس<sup>۹</sup>).

- 1- Y.M. Georgelin
- 3- J.-P. Sivan
- 5- D.A. Grabelsky
- 7- L. Bronfman
- 9- P. Thaddeus

- 2- Y.P. Georgelin
- 4- R.S. Cohen
- 6- J. May
- 8- H. Alvarez

هاله کهکشانی، قرص و بازوهای مارپیچی را می‌پوشاند که تا فواصل دور از صفحه کهکشان گسترده است، اما، هنوز در مرکز کهکشان متمرکز می‌باشد. اجرامی که در این ناحیه قرار دارند جمعیت II پیر، ضعیف فلزی و غنی فلزی هستند که شامل خوشه‌های کروی، ستارگان زمینه، RR شلیاق می‌باشند. مدارهای این اجرام با مولفه‌های سرعت زیاد عمود بر صفحه کهکشان دارای خروج از مرکز بالایی هستند. به عنوان مثال، خوشه‌های کروی ضعیف فلزی ( $[Fe/H] < -1$ ) که‌ای در اطراف مرکز کهکشان به وجود می‌آورند. مدارهای بیضی شکل آنها را به طرف بیرون تا فواصل بسیار دور ۱۰ تا ۱۲ کیلو پارسک از هسته کهکشان می‌آورند. این خوشه‌ها با تندبهایی حدود ۱۰۰ تا ۱۵۰ کیلومتر بر ثانیه به طرف داخل و خارج از قرص می‌گردند. این عبورها به پاک شدن خوشه‌های کروی از هر نوع گاز و غباری که در ابتدا داشته‌اند، کمک کرده‌اند. در مقابل، خوشه‌های کروی غنی فلزی ( $[Fe/H] > -1$ ) یک توزیع قرص گونه با مقیاس ارتفاع حدود ۱ kpc می‌سازند. به طور کلی، ستارگان ضعیف فلزی در هاله توزیعی دارند که به صورت یک بیضی وار تخت شده مورب با نسبت محور بلند به کوچک ۰/۶ می‌باشد.

همچنین این هاله شامل گاز نیز می‌باشد، اما بسیار کمتر از قرص. هیدروژن خنثی مانند ابرهای با سرعت بالا، ظاهر می‌شود. به عبارت دیگر، گاز هاله یونیده است و تا فواصل بیشتری نسبت به HI در بالا و زیر صفحه کهکشان گسترده است. گازهای یونیده را به دو شکل مشاهده کرده‌ایم: داغ ( $8000\text{K}$ ) و سرد (از  $10000\text{K}$  تا  $20000\text{K}$ ). مولفه داغ بیشتر چگالش را در  $z \approx 1$  تا ۳ کیلو پارسک دارا می‌باشد و می‌تواند تا فاصله ۱۰ کیلو پارسک دیده شود. در مقابل، مولفه سرد فقط تا ۲ کیلو پارسک دیده شده است. جرم مولفه سرد حدود ۱۰ مرتبه بیشتر از مولفه داغ است، اما، این دو با هم تقریباً ۱ یا ۲ درصد از جرم گاز در قرص را تشکیل می‌دهند.

هاله بایستی شامل اجرام تاریک یا کم نور دیگری که هاله تاریک را می‌سازند نیز باشد که در حال حاضر غیر قابل مشاهده‌اند. این مولفه نامریی در هاله لازم است تا قسمت مسطح منحنی چرخش کهکشان خودی [شکل (۲۰-۸)] در فواصل دور از خورشید را توصیف کند. کل جرم در هاله تاریک ممکن است  $2 \times 10^{11} M_{\odot}$  باشد. آشکار شدن ستارگان رشته اصلی با جرم کم بسیار سخت است. ممکن است هنوز اجرام کوچکتری شبیه به سیارات و سیارکها وجود داشته باشند. مشاهدات منحنی‌های چرخشی تعدادی از کهکشانهای مارپیچی، دلالت بر آن دارند که آنها ممکن است دارای هاله‌های سنگینی از ماده تاریک باشند.

عموماً ستاره شناسان این مواد غیر مریبی را ماده تاریک می نامند. مساله: آن چیست؟ تا حال حاضر نمی دانیم، زیرا آشکارسازی ماده تاریک بسیار سخت می باشد. یک پروژه مشاهده ای هوشمندانه به دنبال آشکارسازی MACHO ها<sup>۱</sup> - اجرام هاله ای فشرده ای سنگین - با استفاده از عدسی گرانشی می باشد. اگر یک MACHO در امتداد خط دید از زمین به طرف یک ستاره دور (مثلاً در ابرهای ماژلانی) عبور کند، عدسی گرانشی سبب می شود ستاره در خلال چند هفته و با یک علامت مشخصه روشن و تاریک شود. کم و بیش، چند نمونه از این وقایع آشکارسازی شده اند، که دلالت بر این دارند MACHO ها حدود ۲۰٪ جرم هاله را تشکیل می دهند. این نتیجه اغواء کننده و بی ثمر است؛ منحنی چرخش بیان می کند که جرم در آنجا وجود دارد، اما نمی توانیم آن را به بینیم. همان طور که در قسمت چهارم خواهید دید، راز ماده تاریک یکی از پر در دسترترین موضوعات در ستاره شناسی امروز برجای می ماند.

اجازه دهید این مفهوم را کمی کنیم. هاله را به صورت یک توزیع جرم با تقارن کروی در نظر می گیریم. جرم  $M(r)$  داخل شعاع  $r$  به تندی دایره ای  $V(r)$  توسط رابطه زیر مربوط است

$$\frac{GM(r)}{r^2} = V^2(r)/r \quad (2-20)$$

یا

$$M(r) = \frac{rV^2(r)}{G} \quad (3-20)$$

اکنون با بکار بردن معادله پیوستگی جرم  $M(r)$  را به چگالی  $\rho(r)$  مربوط می کنیم

$$\frac{dM(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r)$$

با حل برای  $\rho(r)$ ، داریم

$$\rho(r) = \left(\frac{1}{4\pi r^2}\right) \left[\frac{dM(r)}{dr}\right] \quad (4-20)$$

$V(r) = V_0$  را یک ثابت گرفته و از معادله (۳-۲۰) نسبت به  $r$  مشتق می گیریم:

$$\frac{dM(r)}{dr} = \frac{V_0^2}{G} \quad (5-20)$$

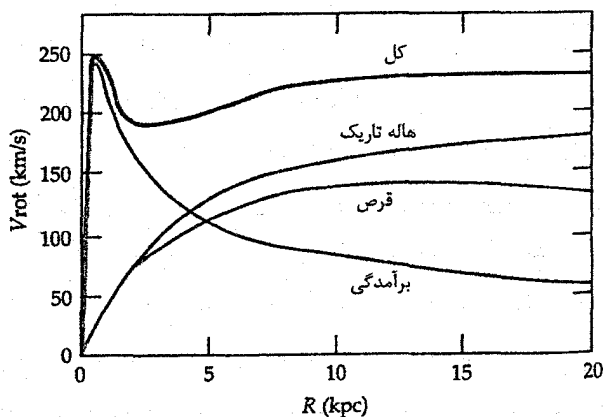
با جایگذاری معادله (۵-۲۰) در معادله (۴-۲۰)، نتیجه می گیریم

$$\rho(r) = \frac{V_0^2}{4\pi G r^2} \quad (6-20)$$

توزیع چگالی در هاله به صورت  $\frac{1}{r^2}$  کم می‌شود. به طور فیزیکی این چه معنایی دارد؟ اگر این طور در نظر بگیریم که پوسته‌های ماده را به هاله می‌افزائیم، هر پوسته جرم مشابهی دارد! بنابراین تا فواصلی که منحنی چرخش تخت است، مقادیر زیادی جرم به کل کهکشان خودی اضافه می‌شود.

### (ج) برآمدگی مرکزی و هسته کهکشانی

عکسهایی با دامنه وسیع از کهکشان خودی [به عقب برگردید به شکل (۱۴-۱)] نشان می‌دهند که یک برآمدگی مرکزی شبیه کهکشانهای ماریپچی، در آن وجود دارد. این برآمدگی در شعاعی حدود ۲ کیلو پارسک شامل مخلوطی از ستارگان غنی از عناصر سنگین، مخصوصاً گول‌های نوع M آخر، گول‌های K جمعیت I و تعدادی اجرام فقیر از نظر فلزی نظیر ستارگان RR شلیاق، می‌باشد. مشاهدات IRAS در طول موج  $12\mu\text{m}$  دلالت بر این دارند که منابع در اینجا ستارگان AGB می‌باشند. برآمدگی دارای جرم کل  $10^{10} M_{\odot}$  می‌باشد [شکل (۲۰-۸)].



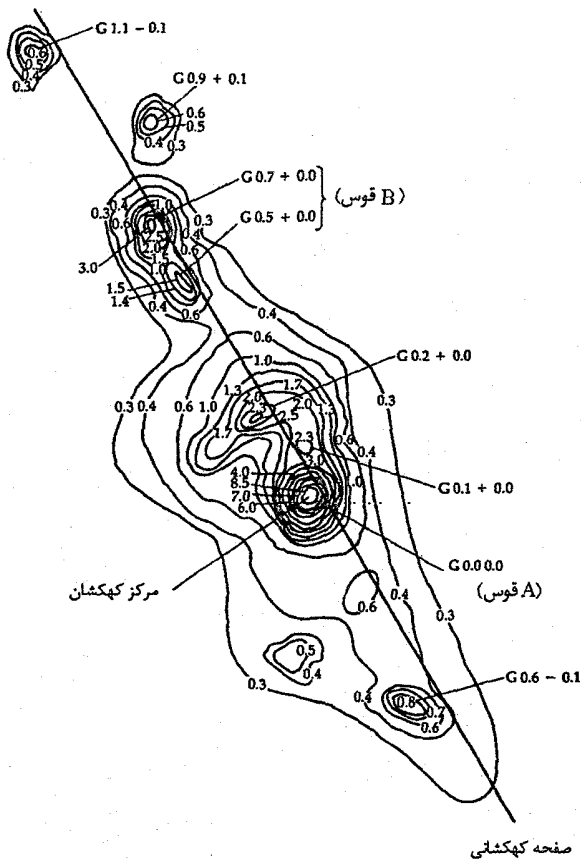
شکل ۲۰-۸. الگوی توزیع جرم در کهکشان خودی که توسط منحنی‌های چرخش هر مولفه نشان داده شده است. فاصله خورشید  $8/5 \text{ kpc}$  فرض شده است. خطی که به صورت "کل" مشخص شده باید با منحنی چرخش مشاهده شده تطبیق داشته باشد. (اقتباس شده از نموداری توسط پی. سی. ون در کروییت<sup>۱</sup>)

در مرکزی ترین قسمت برآمدگی، هسته کهکشانی قرار دارد که قابل مقایسه با هسته شبه ستاره ای در کهکشان زن به زنجیر بسته، M۳۱، است. طیف های هسته کهکشان زن به زنجیر بسته همچنین نشان می دهند که این کهکشان شامل غولهای غنی از فلز و همچنین تعداد زیادی از کوتوله های کم جرم می باشد. مشاهدات فرورسرخ تایید می کنند که چنین ستاره هایی در هسته کهکشان خودی قرار دارند؛ این داده ها و داده های رادیویی پیشنهاد بر حضور ابرغولهای بسیار جوان M و O دارند. گاز به صورت ابرهای مولکولی و نواحی HII وجود دارد. در این جا حرکات گاز، تراکم خیلی زیادی از جرم را در مرکز پیشنهاد می کند که شاید یک سیاه چاله باشد. در مرکزی ترین قسمت کهکشان یک منبع رادیویی با قطری کمتر از ۱۴۰ AU قرار دارد.

گسیل رادیویی پیوستار از هسته نشان می دهد که یک چشمه رادیویی شدید درست در جهت مرکز وجود دارد که A قوس (Sagit A) نامیده می شود. خوشه بندی شده های اطراف A قوس و کم و بیش واقع در امتداد استوای کهکشانی، رشته ای از منابع رادیویی را تشکیل می دهند [شکل (۲۰-۹)]. هنگام بررسی طول موجهای رادیویی مختلف به نظر می رسد که این منابع مشخصات نواحی H II را داشته باشند. وسعت کل این منطقه در حدود ۹۰ در ۲۶۰ پارسک است و برای یونیده نگهداشتن این منطقه به انرژی فرابنفش خروجی ستارگان OB به مقدار حداقل  $2 \times 10^{33}$  وات ( $5 \times 10^6$  برابر تابندگی خورشید) نیاز است.

A قوس مرکب از منابع پیچیده ای است، شرق، غرب، و  $A^*$ . A قوس شرق یک منبع تابش غیر حرارتی است، معمولاً به عنوان یک باقی مانده ابرنواختر تعبیر می شود. A قوس غرب یک طیف رادیویی شبیه به یک ناحیه H II دارد. درون A قوس غرب یک منبع رادیویی نقطه ای شکل با قطری کمتر از ۰/۱ ثانیه قوسی وجود دارد که می تواند هسته کهکشان خودی را مشخص کند؛ آن  $A^*$  قوس می باشد. گسیل گرمایی A قوس غرب از فاصله ۳ پارسکی درون کهکشان نشان می دهد که انبوه گسیل رادیویی در امتداد یک منبع شبه برآمده در مرکز کهکشان و با ساختار شبه ماریچ و ویژه قرار دارد [شکل (۲۰-۱۰)].

ناحیه مرکزی کهکشان قویاً در  $2/2 \mu m$  تابش را گسیل می دارد. منبع این تابش همان گسیل های مرکب  $2/2 \mu m$  حاصل از تمام ستارگان جمعیت پیر I (احتمالاً اکثراً از غولهای K) می باشد که در هسته کهکشان قرار دارند. ناحیه اطراف A قوس دقیقاً با چشمه های  $2/2 \mu m$  بسته شده و گره خورده اند. این خوشه فرورسرخ بر مرز گسیل رادیویی پیوستار منطبق است. یک منبع فرورسرخ نزدیک به نام IRS۱۶ احتمالاً عوض  $A^*$  قوس، مرکز واقعی می باشد.



شکل ۲۰-۹. نقشه رادیویی کلی ناحیه مرکز کهکشان؛ دو ناحیه اصلی A قوس، و B قوس می‌باشند. مشاهدات در طول موج  $3/75$  سانتی‌متر انجام شده‌اند. اکثر گسیل گرمایی است. (اقتباس شده از نموداری توسط دی. داونز<sup>۱</sup>، ای. ماکسول<sup>۲</sup> و ام. ال. میکس<sup>۳</sup>)

مشاهدات همان ناحیه در  $10 \mu\text{m}$  [شکل (۲۰-۱۱)] نشان می‌دهند که گسیل فرسرخ از گرد و غبار گرم شده توسط تابش ستارگان جمعیت I پیر و از ستارگان O با تابندگی بالا ناشی می‌شود؛ تراکم‌ها در نقشه  $10 \mu\text{m}$ ، احتمالاً محل‌های ستارگان O جدیداً شکل گرفته می‌باشند. این نواحی قطره‌هایی کمتر از چند پارسک دارند که به همان اندازه نواحی H II کوچک می‌باشند. تابندگی حاصل از آنها در گستره ۲ تا  $20 \mu\text{m}$  تقریباً یک میلیون برابر تابندگی خورشید می‌باشد.

از مشاهدات فرسرخ دور در یافته‌اند که گسیل A قوس در  $40$  تا  $300 \mu\text{m}$  خیلی بیشتر از  $10 \mu\text{m}$  است که حدود  $100$  میلیون برابر تابندگی خورشید می‌باشد. این گسیل نیز احتمالاً از گرد و غبار گرم شده توسط ستاره‌های OB به دست می‌آید.



شکل ۲۰-۱۰. نقشه با تفکیک بالا از A قوس در  $6 \text{ cm}$  و  $20 \text{ cm}$  توسط VLA. ترکیب دو طول موج جزئیات و هم چنین نشر پخشی را مشخص می‌کند (تفکیک  $1/3$  در  $2/5$  ثانیه قوسی). به شکل ماریچی A قوس غرب، منبع حرارتی، و ساختار پوسته مانند A قوس شرق، منبع غیر حرارتی، توجه کنید. (دبلیو. ام. گوس<sup>۱</sup>، آر. دی. اکرز<sup>۲</sup>، جی. اچ. ون گورکوم<sup>۳</sup>، و یو. جی. شوارز<sup>۴</sup>؛ NRAO).

خط نشری فرسرخ در  $12 \mu\text{m}$  توسط  $[NeII]$  حاصل از گاز یونیده در هسته تولید می‌گردد و مانند خطوط باز ترکیب رادیویی می‌تواند از روی انتقال دوپلری این خط اطلاعاتی دربارهٔ هسته، به دست دهد. این مشاهدات نشان می‌دهند که گاز یونیده در ناحیه‌ای به شعاع تقریبی  $1/5$  پارسک متمرکز است. انتقالات دوپلری بر حرکت‌های چرخشی حدود  $200 \text{ km/s}$

1- W.M. Goss

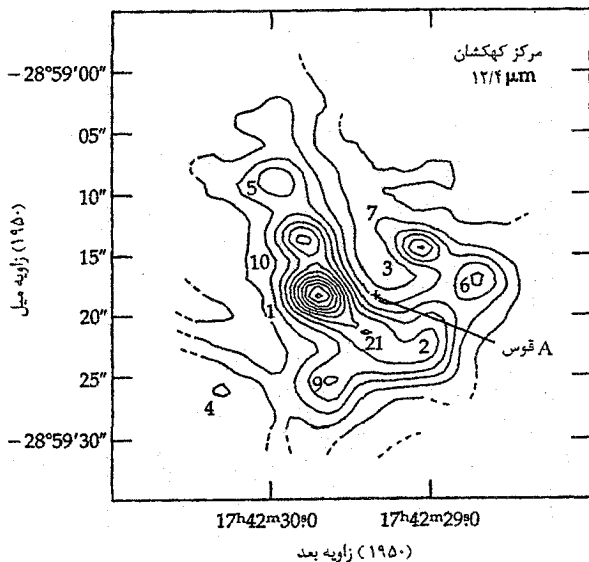
2- R.D. Ekeors

3- J.H. Van Gorkom

4- U.J. Schwarz



دلالت می‌کند. این مناطق یونیده با قطری کمتر از  $0.5$  پارسک کوچک می‌باشند و شامل چندین برابر جرم خورشیدی از مواد یونیده هستند. به نظر می‌رسد این مناطق حول مرکز کهکشان و گرد محوری با زاویه میل  $45^\circ$  نسبت به محور چرخش اصلی کهکشان، می‌چرخند. بنابراین، هسته کهکشانی شامل ابر مولکولی پیچیده A قوس، و قرصی از گاز یونیده در حال چرخش می‌باشد [شکل (۲۰-۱۲)].



شکل ۲۰-۱۱. مرکز کهکشان در  $12/4 \mu\text{m/s}$ . هر منبع به طور جداگانه شماره گذاری شده است؛ توجه کنید که هیچ یک بر موقعیت \* قوس A منطبق نیست. تفکیک  $1/3 \times 2/3$  ثانیه قوسی است. (دی. وای. گذاری<sup>۱</sup>، آر. تراج - فینبرگ<sup>۲</sup>، جی. جی. فازیو<sup>۳</sup>، دبلیو. اف. هوفمن<sup>۴</sup>، آی. گتلی<sup>۵</sup>، جی. لمب<sup>۶</sup>، پی. شو<sup>۷</sup> و سی. مک کریت<sup>۸</sup> ناسا).

رصدخانه پرتو  $X$ ، انیشتن تصویر پرتو  $X$  از ناحیه مرکزی کهکشان گرفته است، که این عکس گسیل نسبتاً کم پرتو  $X$  را در طول موجهای کمتر از  $0.6 \text{ nm}$  و در فاصله  $100$  پارسکی از مرکز کهکشان، نشان می‌دهد. این گسیل شامل ترکیبی از منابع ضعیف ( $10^{27}$  تا  $10^{28}$  وات)

1- D.Y. Gezari

3- G.G. Fazio

5- I. Gatley

7- P. Shu

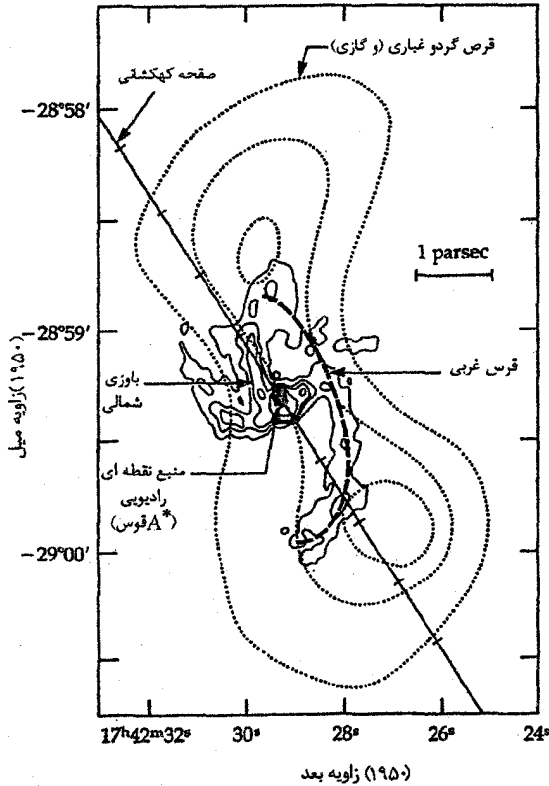
2- R. Tresch- Fienberg

4- W.F. Hoffmann

6- G. Lamb

8- C.Mc Creight

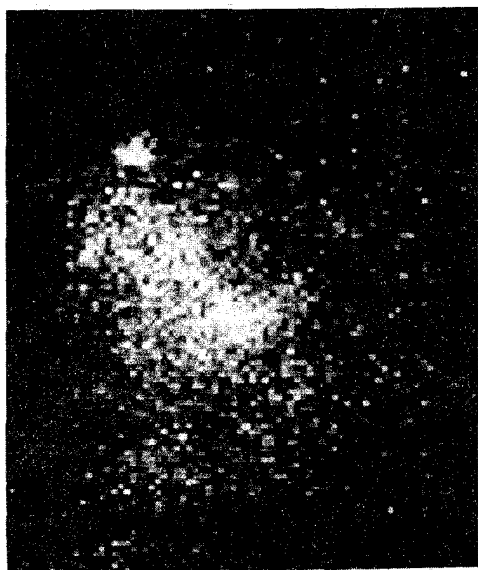
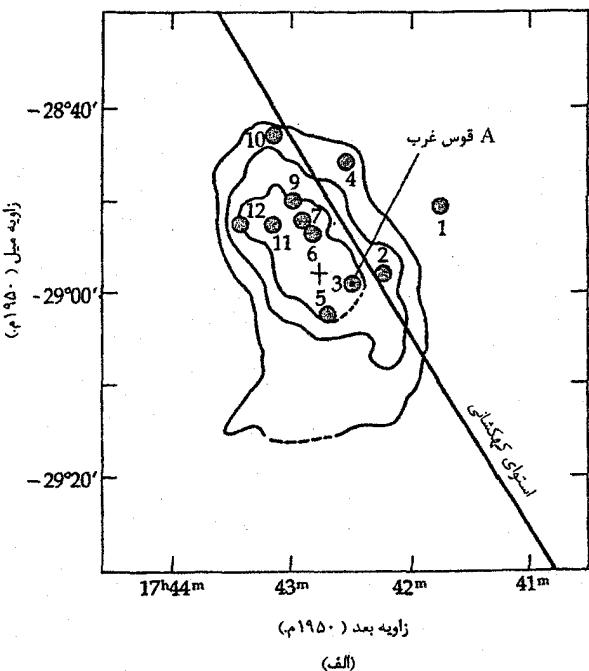
است که به وسیله هالهٔ ضعیفتری از گسیل پرتو X پراکنده، در برگرفته شده است [شکل (۲۰-۱۳)]. منابع گسسته درست در همان محل خوشه منابع فروسرخ یعنی در امتداد مرز جنوبی استوای کهکشانی واقع می‌باشند. گسیل پراکنده از گاز تاجی داغ نتیجه می‌شود.



شکل ۲۰-۱۲. طرحواره‌ای از نمودار گرد و غبار و گاز در ۱۰ pc از ناحیه مرکزی کهکشانی. پر برندهای توپر پیوستار حرارتی ۲cm را نشان می‌دهند. پربندهای نقطه‌ای مربوط به نشر فروسرخ حاصل از گرد و غبار گرم می‌باشند. صفحه کهکشانی با علامت در هر پارسک مشخص شده‌اند. موقعیت A قوس درون A قوس غرب مشخص شده است. (اقتباس شده از نموداری توسط ام. کی. کرافورد، آر. گنزل، ای. آی. هریس، دی. تی. جاف، جی. ای. لیبسی، جی. بی. لوگتن، ای. سرابین، و سی. اچ. تاونز)

- 1- M.K. Crawford
- 3- A. I. Harris
- 5- J.H. Lacy
- 7- E. Serabyn

- 2- R. Genzel
- 4- D.T. Jaffe
- 6- J.B. Lugten
- 8- C.H. Townes



شکل ۲۰-۱۳. گسیل پرتو X از مرکز کهکشان. (الف) این نقشه طرحواره منابع مجزا (دوایسر) و گسیل پراکنده (خطوط پریند) را نشان می‌دهد. علامت +، مرکز گسیل پراکنده را مشخص می‌کند. (ب) تصویر شدت یافته رایانه‌ای از گسیل پرتو X (مشاهدات توسط ام. واتسون<sup>۱</sup>، آر. ویلینگیل<sup>۲</sup>، جی. گریندلی<sup>۳</sup>، پی. هرترز<sup>۴</sup>)

سرانجام، پرتوهای گاما از هسته آشکارسازی شده‌اند. به ویژه، خطی که با انرژی  $511 \text{ keV}$  و تابندگی  $10^{31}$  وات مشاهده شده است، به نابودی الکترون - پادالکترون مربوط می‌شود. تغییر تابندگی در طول زمان منجر به این نتیجه می‌شود که هسته، قطری کمتر از  $0.3 \text{ pc}$  دارد و در نزدیک و نه در مرکز کهکشان واقع می‌باشد.

### (د) توزیع جرم در کهکشان خودی

به خاطر داشته باشید که گاز هیدروژن یونیده و خنثی، فقط کسر کوچکی از کل جرم کهکشان را نشان می‌دهد - فقط ۵ تا ۱۰ درصد. به طور متوسط، تقریباً یک درصد از کل هیدروژن، یونیده است. اما، این درصد با فاصله تا مرکز کهکشان تغییر می‌کند. به عنوان مثال، یک حلقه گاز یونیده در فاصله ۴ کیلوپارسکی و رای برآمدگی کهکشان وجود دارد و در این ناحیه تراکم هیدروژن یونیده در حدود ۱۰ درصد است.

جرم کل کهکشان می‌تواند با یک تقریب اولیه تعیین گردد، البته با فرض این که خورشید در مدار دایره‌ای کپلری حول یک نقطه مادی حرکت نماید. چنین محاسباتی منجر به  $10^{11} M_{\odot} \times 1/5$  می‌گردد. به هر حال، منحنی‌های چرخش اخیر جهشی را در سرعت چرخشی تا  $300 \text{ km/s}$  در ۲۰ کیلوپارسکی نشان می‌دهند. این منحنی چرخش دلالت بر جرم  $10^{11} M_{\odot} \times 3/4$  تا ۲۰ کیلوپارسکی می‌کند. بنابراین، حداقل به همان اندازه که جرم در خارج مدار خورشید قرار دارد، در داخل آن موجود است. کهکشان خودی دارای یک هاله سنگین از ماده غیر تابنده به شکلی که معمولاً ناشناخته است، می‌باشد.

هسته ممکن است چگالتترین تمرکز جرم را در کهکشان نگه دارد [شکل (۲۰-۱۴)]. به خاطر آورید که مشاهدات طیف خط رادیویی و فروسرخ، حرکات چرخشی سریع را در نزدیک هسته کهکشان نشان می‌دهند. سرعت‌های چرخشی در نزدیک هسته افزایش می‌یابند، جایی که سرعتها به اندازه‌ای بالا هستند که ناگزیر باید جرم عظیمی وجود داشته باشد تا همه گاز متحرک سریع را کنار هم نگه دارد. چرخش سریع نیازمند جرمی از مرتبه چندین میلیون برابر جرم خورشید در هسته است - همه آنها با هم در ناحیه‌ای فقط به قطر  $0.4 \text{ pc}$  متمرکز می‌باشند.

### کاربرد مفهومی

#### جرم هسته

مشاهدات خط طیفی فروسرخ دلالت بر سرعتهای چرخشی حدود  $200 \text{ km/s}$  در شعاع  $10^{16} \text{ m}$  را دارند. از این بحث برای تپنده‌ها استفاده می‌شود، جایی که جرمهای کروی چرخشی

یکدیگر را بوسیله نیروی گرانش خود نگه می‌دارند:

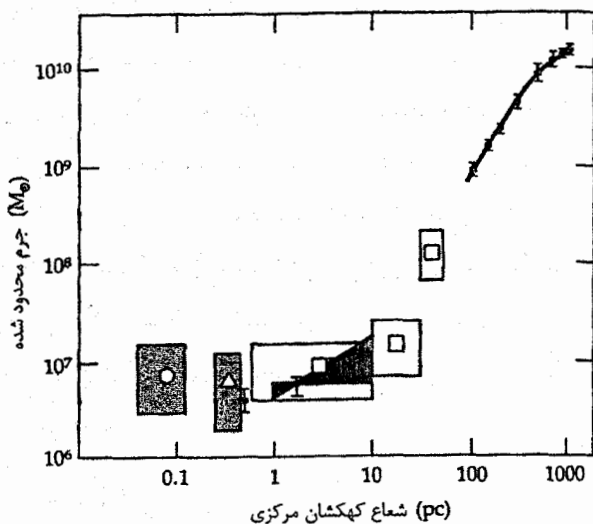
$$V_{eq} = \left( \frac{GM}{R} \right)^{1/2}$$

که در آن  $V_{eq}$  سرعت ششی در استوا است. این معادله را برای جرم حل می‌کنیم

$$M = \frac{RV_{eq}^2}{G}$$

$$= (10^{16} m) (200 \times 10^3 m/s)^2 / (6.67 \times 10^{-11} N \cdot m^2/kg^2)$$

$$M = 6 \times 10^{36} kg = 3 \times 10^6 M_{\odot}$$



شکل ۲۰-۱۴. توزیع جرم در مرکز کهکشان خودی با فرض چرخش دایره‌ای. دایره پر در ۰/۵ pc برای بازوی شمالی بکار رفته است. دایره بزرگ توخالی (داخل جعبه خط) تخمینی از پهنای خط  $2mm$  مربوط به HeI می‌باشد. علائم دیگر (به طرف خارج از مرکز) عبارتند از: مثلث، مربوط به [NeII]؛ دایره پر، مربوط به بیشترین سرعت [NeII]؛ دایره‌های پر مربوط به مشاهدات خطوط دیگر، نظیر [OI]، [CII] و CO. دایره‌های پر در فواصل بزرگتر از ۱۰۰ pc مربوط به مشاهدات منحنی چرخش ۲۱ cm. (اقتباس شده از نموداری توسط جی. بی. لوگتن<sup>۱</sup>، آر. گنزول<sup>۲</sup>، ام. کی. کرافورد<sup>۳</sup>، و سی. اچ. تاوونز<sup>۴</sup>)

1- J.B. Lugten

2- R. Genzel

3- M.K. Crawford

4- C.H. Townes

این جرم ممکن است چه شکلی داشته باشد؟ یک احتمال این است که جرم در یک جرم نقطه‌ای مرکزی  $M_{\odot} \times 10^6 - 2$  (یک سیاه چاله ابر سنگین)، گیر افتاده باشد. یا، ممکن است در یک خوشه بسیار فشرده در ابعاد ۲pc با مقدار حدود  $M_{\odot} 10^6$  جمع شده باشد. مشاهدات حاصل از چنین تمرکز جرمی در نواحی هسته چند کهکشان دیگر تایید غیرمستقیمی برای یک سیاه چاله است.

## ۲۰-۳ تحول ساختار کهکشان خودی

چرا کهکشانهایی از قبیل کهکشان خودی یک ساختار ماریپچی را نشان می‌دهند؟ بازوهای ماریپچی چگونه پایدار هستند؟ ساختار ماریپچی ممکن است از یک آشفتگی پدید آید و بنابراین، مقداری بی‌نظمی چگالی به شکل یک بازو توسط چرخش جزئی کهکشان کشیده می‌شود. اشکال این توصیف این است که انتظار می‌رود چنین تصویری فقط برای زمانی کوتاه (حدود  $10^8 \times 5$  سال) قبل از این که مجدداً توسط چرخش جزئی کنده شود، دوام پیدا کند. مشکل اضافی دیگر این است که توزیع شبه ماریپچی اولیه در تمام کهکشان گسترده نیست، اما فقط قسمت کوچکی از آن را اشغال می‌کند. اکنون ساختار ماریپچی را در تمام صفحه کهکشان مشاهده می‌کنیم و چنین کهکشانهای ماریپچی به اندازه کافی برای پیشنهاد این که آنها حقیقتاً پایدارند، معمولی می‌باشند.

## (الف) الگوی موج چگالی

### و ساختار ماریپچی

راه مناسبی که برای این مساله وجود دارد الگوی موج چگالی می‌باشد که توسط سی. سی. لین<sup>۱</sup> و فرانک شو<sup>۲</sup> توسعه داده شده است. ساختار ماریپچی یک کهکشان به عنوان یک الگوی موج حاصل از ناپایداریهای گرانشی می‌باشد. موج چگالی از میان مواد ستاره‌ای و بین ستاره‌ای به عنوان یک پیکربندی که شکل آن ثابت می‌ماند، عبور می‌کند. آن با تندی کمتر از تندی چرخش کهکشانی مواد می‌چرخد. حضور یک موج چگالی به این معنی است که توزیع جرم غیریکنواخت است، بنابراین، پتانسیل گرانشی بر روی قرص کهکشان تغییر خواهد نمود. ستارگان و گاز در نواحی که پتانسیل گرانشی پایین است متمرکز می‌گردند و این تمرکزهای

جرمی به نوبه خود بر مدارهای سایر ستارگان و ابرهای گازی تاثیر می گذارند.

این موج چگالی یک پدیده خود نکه دار بوده و پایدار است. الگوی مارپیچی ایجاد شده توسط این موج چگالی ارتباطی با ماده نداشته، اما در عوض از میان آنها عبور می کند. بر اساس این ایده، سرعت زاویه ای الگوی فوق ممکن است به طور محسوسی (با ضریب  $\frac{1}{4}$ ) با سرعت آن مواد متفاوت باشد. از این رو، ستارگان شکل یافته از این گاز و گرد و غبار متمرکز شده در بازوها، سرانجام آنها را ترک می کنند. گاز متمرکز نزدیک به کمینه پتانسیل به طور گسترده ای بازوهای مارپیچی را توصیف می نماید؛ این ناحیه گازی همیشه در حال تغییر می باشد که قسمتی از آن در شکل گیری ستاره مصرف می شود و مقداری از ستاره توسط بعضی از مدهای کاهش جرم به بیرون پرتاب می شود. ستارگان در حال حرکت در مدارهایی که به مقدار زیادی با مدارهای دایره ای متفاوت اند تحت جاذبه های گرانشی متغیر سریع قرار می گیرند. امواج چگالی به طور قطع بر حرکتشان تاثیر می گذارند، ولی نه به صورت متقارن و لذا هیچ ساختاری برای ستارگان با مدار بیضی دوام نمی آورد.

الگوی موج چگالی فرض می کند که یک موج چگالی مارپیچی دو بازویی، سراسر صفحه کهکشان را جارو می کند، اما الگو تاکنون منشأ یا دوام طولانی این موج را توضیح نداده است. گاز موجود در قرص در پشت موج بالا می آید. فشار و چگالی حاصل به طور ناگهانی گاز را گرم می کند تا این که یک موج ضربه ای در امتداد جبهه موج چگالی شکل می گیرد. این ضربه ممکن است رمبش ابرهایی را سبب شود که پیچیدگیهای ابر مولکولی غول را شکل داده و سرانجام ستارگان جوان و نواحی H II را به وجود می آورد. چنین فشردگی ای نیز کمکی است جهت به وجود آمدن گرد و غبار از گاز و یک لایه نازک گرد و غبار که در امتداد جبهه ضربه شکل می گیرد. فشردگی محیط بین ستاره ای توسط موج چگالی اشکال مربوط به بازوی مارپیچی را شکل می دهد. در خلال عمر کوتاه ستارگان شکل یافته جدید OB، موج چگالی تنها در فاصله کوتاهی حرکت می کند. بنابراین، این ستارگان مادامی که دوام دارند به وضوح بازوی مارپیچی را مشخص می کنند. همان طور که موج چگالی حرکت می کند، شکل گیری ستارگان بیشتر را موجب می شود. این ستارگان جایگزین آنهایی می شوند که به سرعت از بین رفته اند. بنابراین، بازوان مارپیچی توسط نابودی و خلق مداوم ناشی از موج چگالی پابرجا می مانند.

چگونه الگوی موج - چگالی ساختار مارپیچی مشاهده شده را توصیف می کند؟ اولاً، آن نمایه کلی الگوی مارپیچی دوبازویی و چهار بازویی را که در کهکشانهای دیگر و احتمالاً در

کهکشان خودی مشاهده می‌کنیم، خلاصه می‌کند. ثانیاً، وجود بازوهای ماریپچی را در حضور چرخش کهکشانی توضیح می‌دهد. ثالثاً، اشکال عمومی یک بازوی ماریپچی را پیش‌بینی می‌کند. بنابراین، الگوی موج چگالی به خوبی در توصیف اشکال برجسته ساختار ماریپچی موفق است. مع‌ذالک، این الگو در تعدادی از نقاط کارائی خود را از دست می‌دهد. الگو نمی‌تواند منشأ امواج چگالی را توضیح دهد و همچنین به وضوح علت ادامه آن را مشخص نمی‌کند. همان طور که امواج چگالی سراسر محیط بین ستاره‌ای را می‌شکافند، انرژی خود را از دست می‌دهند و بایستی در مدت یک بیلیون سال از بین بروند. مع‌ذالک، همان طور که توسط فراوانی کهکشانهای ماریپچی مشخص شده است، این امواج بایستی از مدت اخیر بیشتر دوام یابند. بعضی از سازوکارها برای حفظ این امواج بایستی انرژی تولید کنند.

### (ب) گذشته کهکشان خودی

اکنون سعی خواهیم کرد کهکشان خودی را به صورت ساختار فعلی اش در طول تاریخ آن قرار دهیم. سرخ‌های قطعی از ترکیبات شیمیایی و مواد کهکشانی و دینامیک آن حاصل می‌شود. فرآیند تحول کهکشانی، شیمی کهکشان را با دینامیک آن مربوط می‌سازد.

قبلاً بیان کردیم که ترکیبات شیمیایی ستارگان جمعیت I و جمعیت II در فراوانی عناصر سنگین اختلاف قابل ملاحظه‌ای دارند. به طور کلی، ستارگان جمعیت II حاوی حدود یک درصد از فراوانی فلزی ستارگان جمعیت I می‌باشند. مع‌ذالک، به سادگی نمی‌توان فراوانی‌های فلزی را فقط به دو گروه تقسیم کرد. در عوض، گستره‌ای از فراوانی‌ها از حدود ۳ تا ۱/۱ درصد برای نسبت جرمی آهن به هیدروژن پیدا می‌کنیم. بنابراین، اگر چه تفکیک به دو جمعیت یک تقریب اول مفیدی می‌باشد، اما واقعاً گستره پیوسته‌ای از جمعیت‌ها وجود دارد. هنگامی که اجرام سماوی توسط فراوانی فلزی فهرست می‌شوند، ارتباط قابل قبولی نتیجه می‌شود: هر چه فراوانی فلزی یک جرم آسمانی کمتر باشد، ارتفاع آن از قرص کهکشان خودی بیشتر است.

تعبیر این سرخ مشاهده‌ای بر یک مفهوم اساسی از چرخه مجدد محیط بین ستاره‌ای متکی است. اولاً، ستارگان از ابرهای واقع در این محیط متولد می‌شوند. فراوانی‌های فلزی جوی آنها منعکس کننده گازی است که این ستارگان از آن شکل گرفته‌اند. ثانیاً، حرکات مداری ستارگان حول کهکشان خودی از ابرهای گازی و گرد و غباری والدینشان به ارث برده شده‌اند. ثالثاً، ستارگان سنگین به سرعت تحول یافته و به درون مواد محیط بین ستاره‌ای غنی شده با عناصر سنگین بر می‌گردند. بنابراین، تا زمانی که ستارگان جدید، به ویژه ستارگان سنگین متولد



می‌شوند، فراوانی عناصر سنگین در محیط بین ستاره‌ای قرص کهکشان همان طور که عمر کهکشان خودی زیاد می‌شود، افزایش می‌یابد - اساساً به عنوان تابعی افزایشی از زمان در یک الگوی ساده.

سن کهکشان خودی را می‌توانیم با پیدا کردن ستارگان پیر در هاله آن تخمین بزنیم. بیشترین مقایسه الگوهای نظری در مورد ستارگان خوشه کروی با نمودار H-R آنها سن ۱۷ بیلیون سال را مشخص می‌کند. به علت این که خوشه‌های کروی در برگرفته پیرترین ستارگان کهکشان خودی می‌باشند، هاله فسیل باقیمانده از زمان تولد کهکشان خودی را مشخص می‌کند. در داخل کهکشان خودی، گویچه‌ها در نهایت مسیرهای بیضی شکل کشیده شده را در کهکشان خودی دور می‌زنند و به طور آهسته از میان هاله در لبه‌های بیرونی تر مدارشان حرکت می‌کنند و اندکی به طرف داخل و به دور هسته تاب می‌خورند. این ستارگان حرکات ابر را که از آنها تشکیل شده‌اند، نمایش می‌دهند. بنابراین، کهکشان خودی باید از یک ابر گازی بزرگی شکل یافته باشد - حداقل با شعاع ۱۰۰ کیلو پارسک.

اگر قضیه ویریال را برای فروریزش یک ابر که به کهکشان تبدیل می‌شود، بکار ببریم خواهیم داشت:

$$T_{\text{ویریال}} = \frac{GMm_p}{kR}$$

که ویریال  $T$  دمای مورد انتظار ویریال،  $M$  جرم کل،  $R$  شعاع اولیه، و  $m_p$  جرم پروتون (گازی که فرض شده است تماماً هیدروژنی می‌باشد) است. برحسب واحدهای مناسب کهکشانشما

$$T_{\text{ویریال}} \approx 1.6 \frac{M_{12}}{R_5}$$

که ویریال  $T$  برحسب کلونین،  $R$  برحسب  $5 \cdot \text{kpc}$ ، و  $M$  برحسب  $10^{12} M_{\odot}$  می‌باشند. برحسب این واحدها،  $10^6 K \approx T_{\text{ویریال}}$ ؛ در حقیقت، قرص کهکشان خودی از این مقدار بسیار سردتر است، بنابراین بایستی در خلال فروریزش انرژی از دست رفته باشد.

می‌توانیم مقیاس زمانی فروریزش را از زمان سقوط آزاد [معادله (۱۵-۱۰)] تخمین بزنیم،

$$t_{\text{ff}} = (6/64 \times 10^4) \rho_0^{-1/2} \approx 1.5 \rho_0^{-1/2}$$

که برای چگالی کیلوگرم بر متر مکعب، برحسب ثانیه است. فروریزش سریع در زمان سقوط آزاد اتفاق می‌افتد. برای از دست دادن انرژی لازم، زمان سردشوندگی بایستی با زمان سقوط آزاد برابر باشد. برای  $10^{12} M_{\odot}$  با شعاع اولیه  $100 \text{ kpc}$ ، داریم

$$t_{\text{eff}} \approx 1.05 \rho_0^{-1/2} \approx 1.05 (1.0 \cdot 10^{-22} \text{ kg/m}^3)^{-1/2}$$

$$\approx 1.0^8 \approx 1.0^{16} \text{ سال}$$

این ابر پیش کهکشانی احتمالاً آشفته بوده و با جریانهای گسترده متلاطم می چرخد. در حالت نخست، به طور آهسته خود - گرانی ابر پیش کهکشان را به طرف خود می کشد و نواحی مرکزی آن شدیدتر از قسمتهای بیرونی چگال می شود. در سراسر ابر، جریانهای گردابی آشفته با ابعاد مختلف شکل گرفته و سپس تکه تکه شده و سرانجام از بین می رود. امواج ضربه ای در خلال فروریزش تولید می شوند تا انرژی تلف شود. بالاخره، جریانهای گردابی به اندازه کافی فشرده می شوند تا ماده کافی جهت نگه داری خودشان، در آنها جمع شوند. این جریانها ممکن است در ابعاد صدها پارسک باشند - خوشه های کروی اولیه. این فرآیند ۱۷ بیلیون سال قبل رخ داده و به سرعت به وقوع پیوسته است - شکل گیری ستارگان هاله کمتر از ۲ بیلیون سال طول کشیده است.

نتایج اولیه از هیپارکوس پیشنهاد می کند که این ثبت وقایع ممکن است تجدیدنظر شود. فواصل تا خوشه های کروی ممکن است ۱۰ تا ۱۵ درصد کوتاه باشد؛ بنابراین، ستارگان آنها بسیار روشتر می باشند. توسط رابطه  $M-L$ ، این ستارگان بایستی جوانتر باشند - ۱۴-۱۳ گیگا سال عوض ۱۸-۱۶ گیگا سال.

در فرآیند شکل گیری خوشه کهکشانی، تمام گاز مصرف نمی شود. همان طور که مواد متراکم تر می شوند، به آرامی به صورت یک قرص در می آیند. به علت این که ابر اولیه چرخش اندکی داشته است، پایداری تکانه زاویه ای ایجاب می کند که همراه با انقباض سریعتر حول محور چرخشی اش به گردد. همچنان که قرص شکل می گیرد، چگالی آن افزایش می یابد و ستارگان بیشتری تشکیل می شوند. هر فرآیند تولد ستاره، در ورای ستارگان نماینده و در فواصل مختلف از قرص کنونی باقی می ماند. سرانجام، گاز و گرد و غبار باقی مانده در لایه های باریکی که امروزه ما می بینیم، قرار می گیرند. به هر حال، امواج چگالی ظاهر می شوند و شکل گیری بازوان مارپیچی را نتیجه می دهند. در خلال این زمان، ستارگان وزین، عناصر سنگین را می سازند و مقداری از آن را به محیط بین ستاره ای بر می گردانند. لذا، همان طور که ستارگان به ترتیب متولد می شوند، هر نمونه بعدی حامل فراوانی عناصر سنگین بیشتری می شود. امروزه این غنی سازی در قرص کهکشان خودی ادامه دارد.

## ۲-۴ پرتوهای کیهانی و میدانهای مغناطیسی کهکشانی

گاز و گرد و غبار قسمت بیشتر محیط بین ستاره‌ای را پر می‌کنند. هم چنین ذراتی نظیر فوتونها و ماده با تندی نور در حرکت می‌باشند. ماده نزدیک به نسبیتی پرتوهای کیهانی را می‌سازند، که به میدان مغناطیسی کهکشان خودی وابسته می‌باشند.

## (الف) مشاهدات پرتوهای کیهانی

قبل از این که بتوانیم در مورد نقش پرتوهای کیهانی در کهکشانمان بحث کنیم، می‌بایست مشخصه‌های آن را بیازماییم. آنها ابدأ پرتو نبوده بلکه ذرات باردار با انرژی‌های بالا هستند. این ذرات ممکن است هسته‌های اتمهایی باشند که الکترونهای آنها قبلاً از آنها جدا شده‌اند، یا ممکن است الکترون‌ها و یا حتی پادالکترون‌ها باشند. هنگامی که این ذرات با تندی نور در حال حرکت هستند پرتوهای کیهانی نام می‌گیرند؛ عموماً، آنها حاوی انرژی‌های جنبشی بسیار بالایی تا  $10^{20} \text{eV}$  می‌باشند. همچنان که در فصل ۱۰ دیدیم، خورشید ما با انرژی پایینی پرتوهای کیهانی را در شارهای خود می‌پراکند (دهها تا صدها میلیون الکترون ولت). همچنین خورشید پرتوهای کیهانی را که از خارج از منظومه شمسی می‌آیند مدوله می‌کند؛ میدان مغناطیسی بین سیاره‌ای و باد خورشیدی به شدت مدارهای ذرات با انرژی‌های کمتر از  $10^9 \text{eV}$  ( $1 \text{ GeV}$ ) را منحرف می‌کنند. مقدار مدولاسیون با فعالیتهای خورشید تغییر می‌کند و خواص ذراتی پرتوهای کیهانی کهکشانی با انرژی پایین را محو می‌کند. به هر حال، می‌دانیم تعداد ذرات با کاهش انرژی، سریعاً افزایش می‌یابد. بیشتر داده‌های حاصل از مشاهدات پرتوهای کیهانی در خارج از منظومه شمسی متعلق به ذراتی هستند که انرژی‌هایی بیش از  $10^9 \text{eV}$  دارند. انرژی‌هایی به بزرگی  $10^{20} \text{eV}$  تنها برای ذرات منفرد قابل مشاهده می‌باشند، اما این ذرات فوق‌العاده کمیاب هستند.

ترکیبات شیمیایی پرتوهای کیهانی اطلاعاتی از چگونگی منبع و مسیرشان در فضا به ما می‌دهند [جدول (۲۰-۲)]. مانند ستارگان، هسته‌های هیدروژن (پروتون‌ها) به طور قابل ملاحظه‌ای فراوان‌ترین مولفه بوده و در حدود ۹۰ درصد تمام هسته‌های پرتو کیهانی را تشکیل می‌دهند. ۹ درصد دیگر مربوط به هسته‌های هلیوم هستند و باقیمانده بین سایر عناصر سنگین‌تر تقسیم می‌شود. توجه بیشتری به آنچه که ذرات سبک نام دارند نظیر لیتیم، برلیوم، و بورن معطوف شده است. این هسته‌ها بالقوه در جو ستاره‌ای در جاهایی که فراوانی آنها از مرتبه  $10^{-7}$

برابر هلیوم است، وجود ندارند. در صورتی که در میان پرتوهای کیهانی، نسبت هسته‌های سبک به هلیوم در حدود ۱ به ۱۰۰ است. نسبت بیشتر چنین هسته‌هایی در میان پرتوهای کیهانی مربوط به این حقیقت است که پرتوهای سنگین کیهانی اصلی با ماده بین ستاره‌ای برخورد می‌کنند. در خلال چنین برخوردهایی، هسته‌های سنگین به هسته‌های سبک‌تر شکسته می‌شوند؛ این فرآیند خردشدگی نامیده می‌شود. مشاهدات هسته‌های سبک و هسته‌های ثانویه ما را قادر می‌سازند که برآوردی از مقدار مواد منتقل شده توسط پرتوهای کیهانی اصلی را داشته باشیم. چگالی محیط بین ستاره‌ای و عمر پرتوهای کیهانی به سختی به هم مربوط می‌باشند. داده‌های اخیر، اشاره بر این دارند که متوسط چگالی ماده بین ستاره‌ای تقریباً  $10^{-5}$  اتم بر متر مکعب و عمر متوسط پرتوهای کیهانی از چند میلیون تا چند ده میلیون سال می‌باشند.

پرتوهای کیهانی از کدام سمت می‌آیند؟ به طور مشاهده‌ای، کم و بیش به طور یکنواخت در تمام جهات ظاهر می‌شوند و این پرتوها یک روند هستند. این پدیده الزامی ندارد که ناشی از یک توزیع تصادفی فضایی از منابع پرتو کیهانی باشد، اما، احتمالاً وجود میدانهای مغناطیسی کهکشانی، انحراف پرتوهای کیهانی را به میزان آنچنان وسیعی باعث می‌شوند که آنها قادر به سیر مسیر مستقیم نباشند. در حقیقت، این ذرات پرنرژی در طول خطوط نیروی میدان مغناطیسی در مسیر مارپیچی سیر می‌کنند که اندازه آنها توسط شدت میدان مغناطیسی و انرژی ذره تعیین می‌گردد.

جدول ۲۰-۲. پرتوهای کیهانی اصلی

گروه ذره	بار	وزن اتمی متوسط	شدت (تعداد) $m \cdot s \cdot sr$
پروتونها	۱	۱	۱۳۰۰
ذرات آلفا ( ${}^4\text{He}$ , ${}^3\text{He}$ )	۲	۴	۹۴
هسته‌های سبک (B, Be, Li)	۳-۵	۱۰	۲
هسته‌های متوسط (F, O, N, C)	۶-۹	۱۴	۶/۷
هسته‌های سنگین	$10 \leq$	۳۱	۲
هسته‌های خیلی سنگین	$20 \leq$	۵۱	۰/۵

### (ب) منبع و شتاب پرتوهای کیهانی

اگر پرتوهای کیهانی به طور یکنواخت و از همه جهات به منظومه شمسی برسند، چگونه می‌توان منابع آنها را تعیین کرد؟ یک راه حل ذرات پرنرژی هستند؛ می‌بایست پدیده‌های با

انرژی بالا را جستجو کنیم. با توجه به منابع فوق آثار مستقیم بیشتری را خواهیم داشت. اگر چه یکی از اجزاء تشکیل دهنده پرتوهای کیهانی الکترونها هستند که نمایانگر حدود یک درصد کل ذرات پرتوهای کیهانی می‌باشند. الکترونها پرتوهای کیهانی به طور مستقیم قابل مشاهده‌اند. حقیقت این است که پادالکترون‌ها (الکترونهای مثبت) فقط یک دهم این تعداد بی‌شمار را شامل می‌شوند و الکترونها ذرات اصلی و عمده هستند و نه ذرات ثانوی، همچنان که هسته‌های سبک ذرات اصلی می‌باشند. این بحث بر پایه این حقیقت است که، به دلیل پایداری بار الکتریکی، وقتی که نخستین پروتون‌های پرتو کیهانی با اتمهای بین ستاره‌ای برخورد می‌کنند، پاد الکترون‌های بیشتری نسبت به الکترون‌ها تولید می‌گردند.

از قبل می‌دانیم که الکترونهای با انرژی بالا در یک فاصله قابل مشاهده‌اند، زیرا آنها بی‌شمار از شتاب دهنده خارج می‌گردند هنگام حرکت در میدان مغناطیسی، تابش همزمانی در بسامدهای رادیویی گسیل می‌کنند. همچنان که در فصل ۱۸ دیده‌ایم، بقایای ابر نواخترها، از قبیل سحابی خرچنگ منابع پر قدرتی از تابش همزمانی از الکترونهای نسبیاتی‌اند. علاوه بر این، انرژی تولید شده در ابر نواخترها به مقدار کافی قادر به تولید پرتوهای کیهانی می‌باشند. از دیگر منابع پرتوهای کیهانی ممکن است ستارگان نوترونی چرخان باشند، از قبیل آنهایی که به عنوان تپ اخترها رصد شده‌اند.

طول عمر پرتوهای کیهانی در کهکشان خودی محدود است؛ بعضی از آنها با هم از کهکشان می‌گریزند و دیگران از برهم کنش با محیط بین ستاره‌ای تحلیل رفته و از پا در می‌آیند. اگر چگالی و کل انرژی پرتوها کم و بیش ثابت بمانند، تامین پرتو آنها ثابت و مداوم خواهد بود. در حقیقت، ابر نواخترها را می‌توان به عنوان چنین منابعی ذکر کرد، به شرطی که انفجارهای ابرنواختری هر ۵۰ سال یکبار در کهکشان خودی رخ دهند. آمار مبتنی بر مشاهدات ابرنواختری قابل قبول می‌باشد. یک منبع اضافی ممکن برای پرتوهای کیهانی هسته کهکشان خودی می‌باشد که به نظر می‌رسد منبعی پر قدرت از تابش همزمانی است. پرتوهای کیهانی با بالاترین مقدار انرژی (بیش از  $10^{18}$  eV) به خوبی امکان دارد که از خارج کهکشان خودی بیایند، یعنی از کهکشانهای رادیویی و اخترشهای برون کهکشانی که به صورت تولید کننده‌های مقادیر عظیمی از انرژی رصد شده‌اند (فصل ۲۴).

اگر ذرات باردار سرعتها یا انرژی‌های مشاهده شده برای پرتوهای کیهانی را به دست آورده باشند، می‌بایست با نیروی فوق‌العاده زیادی شتاب گرفته باشند. بیشترین مقدار این شتاب در

موج ضربه‌ای حاصل از انفجار یک ابرنواختر به هنگام عبور از محیط بین ستاره‌ای، رخ می‌دهد. نواحی‌ای از فضای بین ستاره‌ای که در آنها خطوط میدان مغناطیسی همگرا می‌شوند، در شتاب دادن به ذرات باردار برای تولید پرتوهای کیهانی بسیار موثر هستند.

### (ج) میدان مغناطیسی کهکشانی

وجود یک میدان مغناطیسی کهکشانی توسط مشاهده تابش چرخش فاراده از منابع رادیویی اثبات می‌شود؛ چنین منابع رادیویی شامل منابع کهکشانی از قبیل تب اخترها (فصل ۱۷) و منابع برون کهکشانی می‌باشند. چرخش فاراده عبارت است از دوران صفحه قطبش به طوری که تابش قطبیده خطی از پلاسمای مغناطیس شده عبور کند [بخش (۱۷-۲) ب]. اگر چگالی الکترون و فاصله طی شده را بدانیم، می‌توانیم راه حلی برای متوسط شدت میدان مغناطیسی ارائه دهیم. بهترین تخمین شدت میدان مغناطیسی کهکشانی در حدود  $0.5 \text{ nT}$  است. وجود میدان مغناطیسی کهکشانی قبل از مشاهدات چرخش فاراده، بر اساس دو عامل مشاهدات قطبش بین ستاره‌ای (فصل ۱۵) و داده‌های پرتو کیهانی، حدس زده شده بود.

وسیله دیگر برای تشخیص میدان مغناطیسی کهکشانی، اثر زمین در خطوط جذبی طیف امواج ۲۱ سانتی‌متری توسط ابرهای بین ستاره‌ای در امتداد خط دید به طرف منابع پرقدرت رادیویی می‌باشد. برای هیدروژن حالت پایه، وجود میدان مغناطیسی باعث شکافته شدن هر خط به سه خط جزئی می‌گردد و اختلاف بسامد بین دو تا از آنها (از قطبش دایره‌ای مخالف) مستقیماً مقدار شدت میدان مغناطیسی را در امتداد خط دید به دست می‌دهد:

$$\Delta\nu = (2/80 \times 10^2) B \text{ (Hz)}$$

که در آن شدت میدان برحسب تسلا می‌باشد. چنین مشاهداتی موافق با نتایج حاصل از چرخش فاراده می‌باشند که در گستره  $0.1$  تا  $1/0 \text{ nT}$  قرار می‌گیرند.

جهت میدان مغناطیسی در ابتدا نسبت به ساختار مارپیچی در امتداد محورهای بازوهای مارپیچی می‌باشد. علاوه بر این میدان متوسط یک میدان محلی در مجاور ما نیز وجود دارد که بر اکثر مشاهدات غلبه داشته و طبیعت واقعی میدان عمومی را مشکل می‌سازد. به طور محلی، به نظر می‌رسد که میدان در داخل فاصله  $500$  پارسکی از خورشید دارای آشفتگی است که احتمالاً به شکل یک حلزون و با محور مغناطیسی متوسطی در امتداد بازوی مارپیچی می‌باشد. به دلیل حرکت پرتوهای کیهانی در مسیرهای مارپیچی حول خطوط میدان مغناطیسی، آنها

بسیار نزدیک به میدان مغناطیسی کهکشانی می‌باشند. در هر جا که خطوط میدان همگراگردند، ذرات شتاب‌دار می‌شوند، که درست مانند این اتفاق در مغناطیس سپهر زمین برای ذرات باردار خورشیدی اتفاق می‌افتد.

### مفاهیم و معادلات کلیدی

دمای ویريال

$$T_{\text{ویريال}} = \frac{GMm_p}{kR}$$

خصوصیت فلزی

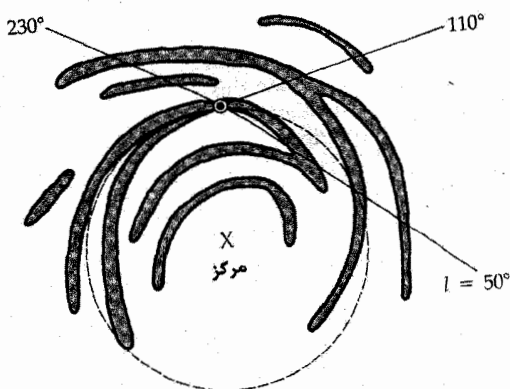
$$[\frac{\text{Fe}}{\text{H}}] = \log\left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}}\right) - \log\left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}}\right)_{\odot}$$

توزیع چگالی درهاله (برای منحنی چرخش مسطح)

$$\rho(r) = \frac{V_0^2}{4\pi Gr^2}$$

### مسائل

۱. طرح ساده‌ای از توزیع مقادیر بیشینه هیدروژن خنثی در بازوهای مارپیچی کهکشان خودی در زیر نشان داده شده و موقعیت خورشید با علامت  $\odot$  مشخص شده است. نمودار مشخصه خطوط امواج ۲۱cm را که انتظار دارید در جهات  $50^\circ$ ،  $110^\circ$ ،  $230^\circ$  مشاهده کنید، رسم نمایید؛ این نقاط را روی نمودار مشخصه مطابق با بازوهای مارپیچی علامت گذاری کنید. (راهنمایی: هیچ گونه جزئیات محاسبه‌های سرعت‌های شعاعی را انجام ندهید؛ فقط علائم سرعتها و موقعیت نسبی قله‌هایی را که صحیح هستند، مشخص کنید.)



۲. نام سه تا از مشخصه‌های فیزیکی مهم که ستارگان جمعیت I را از ستارگان جمعیت II تفکیک می‌کند، بیان کنید. این تفاوتها را برحسب تحول کهکشان خودی شرح دهید.

۳. معمولاً اجرامی که کهکشان خودی را تشکیل می‌دهند به پنج رده جمعیتی اصلی تقسیم می‌گردند.

(الف) این رده‌بندی‌ها کدامند؟

(ب) برای هر رده یک جسم مثال بزنید.

(ج) منظره‌ای از نیم‌رخ کهکشان خودی شامل توزیع فضایی هر یک از پنج رده را ترسیم کنید. نمودار خود را به دقت علامت‌گذاری کنید.

۴. (الف) اگر مرکز کهکشان در فاصله  $(8/5 \text{ kpc})$  از خورشید می‌بود، قدر ظاهری ستاره‌ای نظیر خورشید در این فاصله چه مقدار می‌شد؟

(ب) کهکشان راه شیری تعداد  $4 \times 10^{11}$  ستاره را شامل می‌شود. اگر فرض کنیم که همه ستارگان نظیر خورشید  $(M_b = 4/7)$  باشند، قدر مطلق تمام کهکشان چقدر است؟ این نتیجه را با قدر ظاهری خورشید مقایسه کنید.

۵. وقتی که یک خوشه کروی خاص در دورترین نقطه از مرکز کهکشان واقع باشد (بعید کهکشانی)، فاصله آن از مرکز کهکشان  $10^4$  پارسک است. دوره تناوب حرکت دورانی آن نسبت به مرکز کهکشان چقدر است؟ برای رسیدن به یک جواب واحد چه شروطی را باید قائل شوید؟ آیا می‌توانید یک توضیح فیزیکی برای فرضهایتان ارائه دهید؟ (راهنمایی:  $1 \text{ pc} = 2 \times 10^5 \text{ AU}$ . فرض کنید که تمام جرم کهکشان  $10^{12} M_{\odot}$  می‌باشد).

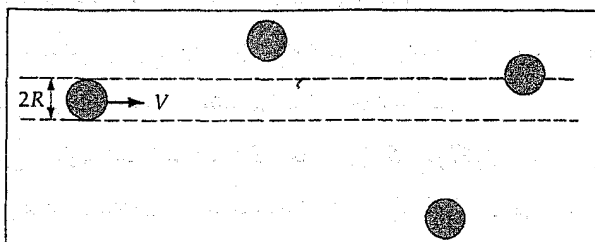
۶. ما می‌توانیم زمان متوسط میان برخوردهای بین ستارگان را با توجه به شکل زیر تخمین بزنیم. اگر ستارگان همسانی به شعاع  $R$  و چگالی متوسط  $N$  (ستارگان در واحد حجم) که در همه جهات فضا پراکنده شده‌اند را داشته باشیم، هنگامی که یک ستاره با تندی  $V$  حرکت کند، در واحد زمان حجمی مساوی  $\pi R^2 V$  را جارو خواهد کرد. تعداد متوسط ستارگان در این حجم  $\pi R^2 V N$  است. بنابراین، در زمان  $T = 1 / \pi R^2 V N$ ، ستاره مورد نظر با یک ستاره دیگر برخورد خواهد کرد (به طور متوسط)! فاصله میان هر تصادم برابر  $L = VT = \frac{1}{\pi R^2 N}$  است؛ این فاصله متوسط، مسیر آزاد متوسط نامیده می‌شود. در هر یک از موقعیتهایی که در زیر مشخص شده است، متوسط زمان برخورد و متوسط مسیر آزاد را محاسبه کنید.

(الف) در همسایگی خورشید، که در آن  $N = 0.1 \text{ pc}^{-3}$ ،  $V = 20 \text{ km/s}$ ؛ ستارگانی را در



نظر بگیرید که  $R = R_{\odot}$  باشد.

(ب) یک هسته کهکشانی با  $V = 1000 \text{ km/s}$  و شامل  $10^9$  ستاره (به شعاع  $R = 10 R_{\odot}$ ) که در داخل کره‌ای به شعاع  $5 \text{ pc}$  قرار گرفته‌اند. به طور خلاصه نتایج را تفسیر کنید.



۷. خط  $21 \text{ cm}$  گاز HI دارای بسامد در حال سکون  $1/420406 \text{ GHz}$  است. یک ابر با  $b = 0$  و  $l = 15^\circ$  دارای خط نشری  $21 \text{ cm}$  با بسامد  $1/420123 \text{ GHz}$  رصد شده است. با استفاده از شکل (۱۹-۱۰) و به طور تقریبی، دو فاصله ممکن را برای ابر فوق تعیین کنید. فقط یک حرکت دایره‌ای را حول مرکز کهکشان فرض کنید.

۸. سرعت‌های پیشینه زیر [نسبت به استاندارد محلی در حال سکون (LSR)] از گاز HI با استفاده از گسیل خطوط  $21 \text{ cm}$  در امتدادی مربوط به طولهای کهکشانی معلوم، مشاهده می‌شوند: (i)  $123 \text{ km/s}$ ،  $l = 15^\circ$ ، (ii)  $95 \text{ km/s}$ ،  $l = 30^\circ$ ، (iii)  $64 \text{ km/s}$ ،  $l = 45^\circ$ ، (iv)  $29 \text{ km/s}$ ،  $l = 60^\circ$ ، (v)  $7/5 \text{ km/s}$ ،  $l = 75^\circ$ . حرکات را در امتداد مرکز کهکشان دایره‌ای فرض کنید.

(الف) با استفاده از این داده‌ها، نقشه ساده‌ای را از منحنی چرخش قسمتهای داخلی کهکشان خودی ( $R < R_{\odot}$ ) محاسبه و رسم کنید.

(ب) با استفاده از این تقریب که توزیع جرم در قسمتهای داخلی کهکشان خودی تقارن کروی دارد، جرم داخل مدار خورشید را برحسب جرم خورشیدی حساب کنید.

(ج) با استفاده از تقریبی مشابه، چگونه بایستی چگالی جرمی در فاصله حدود  $6$  تا  $8/5$  کیلو پارسک از مرکز کهکشان به  $R$  وابسته باشد؟ (یک نسبت تقریبی ارائه دهید).

۹. یک منبع رادیویی درخشان به علت وجود ابرهای هیدروژنی خنثی در طول خط زویت آن، دارای چندین خط طیف جذبی امواج  $21 \text{ cm}$  می‌باشد. به طور کیفی بحث کنید که چگونه مشاهدات انتقال دوپلری این خطوط می‌تواند برای تخمین حد پایین فاصله تا منبع

- رادیبویی به کار روند. تحت چه شرایطی این حد شامل ابهامی نخواهد بود که برای دو فاصله در امتداد خط دید، مقادیر مشابهی را برای سرعت‌های شعاعی داشته باشیم؟
۱۰. بعضی از ستاره‌شناسان چنین فکر می‌کنند که انبساط حلقه‌های گازی تحت تاثیر انفجارات بسیار شدید در نزدیکی مرکز کهکشان خودی می‌باشند.
- (الف) انرژی جنبشی را در بازوی  $3\text{kpc}$  که تصور می‌شود شامل حدود  $10^8 M_{\odot}$  از گاز در حال انبساط با سرعت حدود  $50\text{ km/s}$  است، محاسبه کنید.
- (ب) همچنین ستاره‌شناسان معتقدند که حلقه‌ای از گاز مولکولی به جرم  $10^7 M_{\odot}$  وجود دارد که با سرعت  $150\text{ km/s}$  در فاصله  $200\text{ pc}$  از مرکز کهکشان در حال انبساط می‌باشد. انرژی جنبشی آن را محاسبه کنید.
- (ج) انرژی‌های به دست آمده را با انفجار یک ابر نواختر منفرد مقایسه کرده و توضیح دهید.
۱۱. فکر کنید که چند راه ممکن دیگر برای مشاهده مستقیم پرتو کیهانی در کهکشان خودی وجود دارد. به طور مشابه در مورد پروتون‌های پرتو کیهانی هم بیاندیشید. (راهنمایی: از خودتان سوال کنید که چگونه ذراتی با این چنین انرژی‌های بالایی ممکن است تابش تولید کنند.) چنین اندازه‌گیری‌هایی اشاره بر این نکته دارند که پرتوهای کیهانی در سرتاسر کهکشان خودی و حتی در هاله وجود دارند!
۱۲. محاسبه بخش ( $20-3$ ) مربوط به زمان سقوط آزاد را برای پیش کهکشان خودی تایید کنید.
۱۳. طرح مارپیچ مشاهده شده در کهکشان ما توسط چرخش جزیی منجر به تولید بازوها نشده است. برای نمایش آن از منحنی چرخش شکل ( $20-8$ ) برای طرح مارپیچی برجسته استفاده کنید.
- (الف) دوره تناوب گردش برای ستاره‌ای در  $R = 5\text{ kpc}$ ؛ برای خورشید در  $R = 8/\Delta\text{kpc}$ ؛ برای ستاره‌ای در  $R = 20\text{ kpc}$  چقدر است؟
- (ب) چه مدت طول می‌کشد تا ستاره‌ای در  $R = 5\text{ kpc}$  یک دور بیشتر از خورشید حول کهکشان خودی به گردد؟ بنابراین این بخش از بازوی مارپیچی از شکل اولیه‌اش یک دور می‌پیچد. [راهنمایی: بخش ( $1-1$ ) را برای رابطه بین دوره‌های تناوب نجومی و هلالی ملاحظه کنید. روش مشابهی را بکار ببرید.]
- (ج) چه مدت طول می‌کشد تا خورشید یک دور بیشتر از ستاره‌ای در  $R = 20\text{ kpc}$  حول مرکز کهکشان به گردد؟

(د) نتایج قسمتهای (ب) و (ج) را با عمر کهکشان خودی مقایسه کنید. بحث کنید که چرا طرح مارپیچی بایستی توسط سازوکاری غیر از چرخش جزئی تولید شود.

۱۴. با استفاده از شکل (۲۰-۴)، جرم کهکشان خودی در ناحیه (I) برآمدگی؛ (II) قرص؛ (III) هاله تاریک؛ و (IV) کل، محدود به شعاع کهکشانی

(الف)  $3 \text{ kpc}$

(ب)  $8/5 \text{ kpc}$  (فاصله خورشید از مرکز کهکشان)

(ج)  $20 \text{ kpc}$

را تخمین بزنید.

برای توزیع جرم در کهکشان خودی به ویژه برحسب ماده روشن و تاریک توضیح دهید.

۱۵. بخش [۲۰-۲۰ (ب)] ستارگانی را به عنوان فقیر از فلز توصیف می‌کند که اگر خصوصیت فلزی آنها  $-1 < [\frac{\text{Fe}}{\text{H}}]$ ، و به عنوان غنی از فلز توصیف می‌کند که اگر  $-1 > [\frac{\text{Fe}}{\text{H}}]$  باشد.

نسبت فراوانی  $\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}}$  را با  $[\frac{\text{Fe}}{\text{H}}] = -1$  مقدار بحرانی حساب کنید. [راهنمایی: جدول

(۱-۱۰) را به بینید.]

۱۶. (الف) منبع غیر حرارتی  $A^*$  قوس که ممکن است هسته کهکشان خودی را مشخص کند

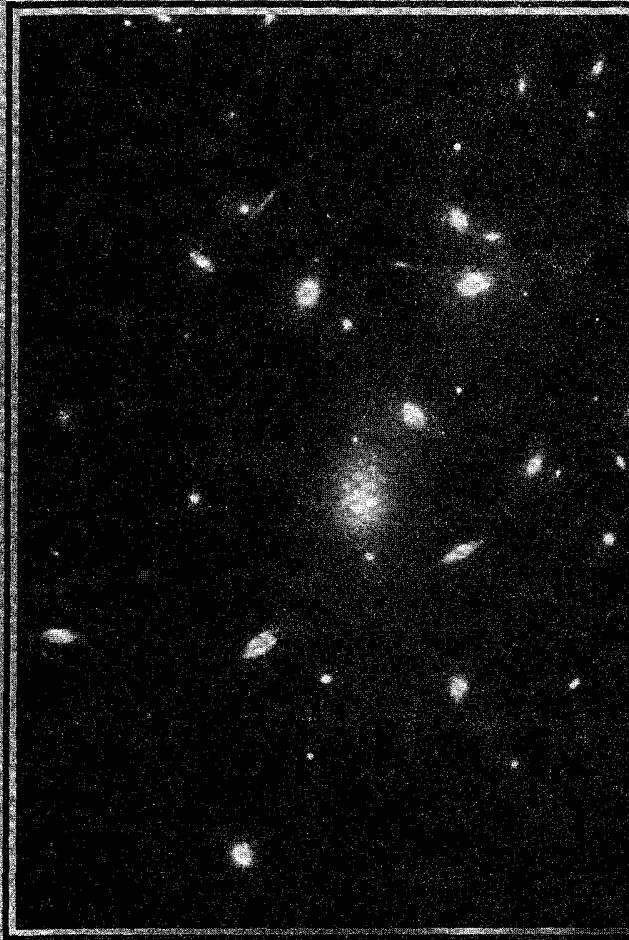
[بخش (۲۰-۲۰ (ج))، ابعادی کمتر از  $0/1''$  دارد. ابعاد خطی مربوط به آن چقدر است؟

(ب) ستاره شناسان با استفاده از مقیاس زمانی تغییر در تابندگی پرتوگامای هسته کهکشانی، ابعاد منبع هسته‌ای را کمتر از  $0/3 \text{ pc}$  تخمین زده‌اند. ابعاد زاویه‌ای منبع نشرکننده پرتوگاما چه اندازه است؟

۱۷. بعضی از کهکشانهای مارپیچی دارای منحنی‌های چرخشی هستند که تا  $100 \text{ kpc}$  تخت می‌باشند. اگر کهکشان ما چنین منحنی‌ای می‌داشت، جرم کل آن چقدر می‌بود؟ (راهنمایی: سعی کنید قانون سوم کپلر را برای شکل ستاره‌دوتایی جهت حل این مساله به کار ببرید.)

# بخش ۴

# جهان



تصویر علمی از اجرام آسمانی در حومه آبل ۲۲۱۸ توسط  
تلسکوپ فضایی هابل (ناسا)

## فصل بیست و یکم

### کهکشانهای ورای راه شیری



کهکشانها بزرگترین قطعات جهان هستند. آنها بزرگترین اشیاء حاوی ستاره‌ها، گاز و گرد و غبارند که هنوز می‌توانند در دید یک تلسکوپ قرار گیرند. کهکشان راه شیری (که یک غول است) شامل  $10^{11}$  ستاره است. چند تا از کهکشانهای بزرگتر حاوی ستارگان بیشتر، و کهکشانهای کوتوله بیش از ۱٪ از آنها دارای ستاره می‌باشند. وقتی که به جهان نگاه می‌کنیم، معمولاً آنرا جهان

کهکشانهای تصور می‌کنیم. با وجود این، اخیراً کهکشانها را (به طور قطع در سال ۱۹۲۴ م.) به عنوان مجموعه‌های وسیعی از ستارگان شناخته‌اند. این فصل به کهکشانهای معمولی بر اساس خواص فیزیکی آنها، تحت تاثیر توزیع داخلی جرم، مقادیر نسبی گاز و گرد و غبار و انواع ستاره‌هایی که در آن قرار دارند، می‌پردازد. اغلب می‌شنوید که چیزی به عنوان یک کهکشان "معمولی" وجود ندارد - شاید این موضوع با پافشاری درست باشد، اما دسته‌ای از کهکشانها، با هسته‌های فعال کهکشانی (AGN ها)، آن قدر از دیگر کهکشانها متفاوتند که می‌توان جمله "عادی" را به دیگر کهکشانها نسبت داد. این فصل در رابطه با کهکشانهای عادی می‌باشد.

در ابتدا تجربه ما از کهکشانها به ارائه داده‌های مشاهده‌ای آنها بر می‌گردد. اکثر اطلاعات ما از پنجره‌های نوری، رادیویی، فروسرخ، و پرتو X طیف الکترومغناطیسی می‌آید و اغلب مشاهدات شامل تصویر یا خصوصیات طیفی کهکشان می‌باشد. به محض اینکه مشاهدات ارائه شوند، ما در مورد تعبیرات نظری اساسی بحث خواهیم کرد و به ارزیابی این سوال خواهیم پرداخت، کهکشان چیست؟

## ۲۱-۱ کهکشانها همان طور که در نور مرئی دیده می‌شوند

قطعاً در مورد کهکشانها و جهان توسط مشاهدات نور مرئی مطالب بیشتری نسبت به فن‌آوری‌های دیگر آموخته‌اید. این موضوع قسمتی از یک نتیجه از اتفاقی تاریخی می‌باشد؛ انسانها مشاهدات چشمی هدف‌دار شده تلسکوپی کهکشانها را به خوبی در طول مدت ۲۰۰ سال میسر ساخته‌اند، و اولین عکسها بیش از ۱۰۰ سال قبل ظاهر شدند. در مقابل، دیگر پنجره‌های طیف الکترومغناطیسی در ابتدا نتایج مهمی را در سال ۱۹۵۰ م. بدست دادند و تنها در خلال ۱۰ تا ۲۰ سال اخیر به بلوغ خود رسیده‌اند.

بهر حال، اهمیت پنجره نور مرئی تنها از منظر تاریخی حاصل نمی‌شود. نور ستاره‌ای که منبع اصلی نشر انرژی از اکثر کهکشانها می‌باشد، عمدتاً در داخل پنجره مرئی قرار دارد. به علاوه، اکثر گذارهای الکترونی در اتمها دارای انرژی‌هایی از مرتبه چند الکترون ولت می‌باشند، که در بازه انرژی فوتونهای مرئی قرار دارند. بنابراین، اغلب گازهای رقیق تابش خطی در پنجره مرئی گسیل می‌دارند. به علت اینکه ستارگان و گازها دو جزء فراگیر کهکشانها می‌باشند، مشاهدات مرئی پایه‌ای برای درک کهکشانها بنیاد می‌نهد.

با بنیان‌گذاری حق تقدم نور مرئی، توجه خواهیم داشت که اختر فیزیکدان امروزی نیز

بایستی عمق مشارکتهایی که توسط انواع مشاهدات ایجاد می شوند را درک کند - به ویژه در نواحی فروسرخ، رادیویی، و پرتو  $X$ . یک مثال برای نمایش این نکته کافی می باشد؛ AGNها قدرت مندترین پدیده هایی هستند که ما می توانیم مشاهده کنیم (به طور خلاصه منشاء خود جهان). اگر چه بعضی از ظهورهای آنها در مری دیده شده اند، اما طبیعت حقیقی آنها هرگز نمی تواند بدون آشکارسازی فرآیندهای فیزیکی پیچیده دیده شده در چنین پدیده هایی نظیر جت های رادیویی و منابع رادیویی گسترده یا با افزودن انرژی کل خروجی ناشی از پرتو  $X$  و تابش فروسرخ آنها قابل درک باشد.

### (الف) تصویرسازی نور مریی کهکشانها

مشاهدات تصویرهای کهکشانها اساسی ترین درک را میسر می سازند. اغلب واژگان پایه ما (نظیر ریخت شناسی بیضی گون یا مارپیچی) ابتدا از بررسی صفحات عکاسی ناشی شد. هم چنین، بلافاصله از بررسی های عکاسی آشکار بود که اغلب کهکشانها به صورت دوتایی، سه تایی و غیره می باشند - همین طور تا خوشه های بسیار غنی.

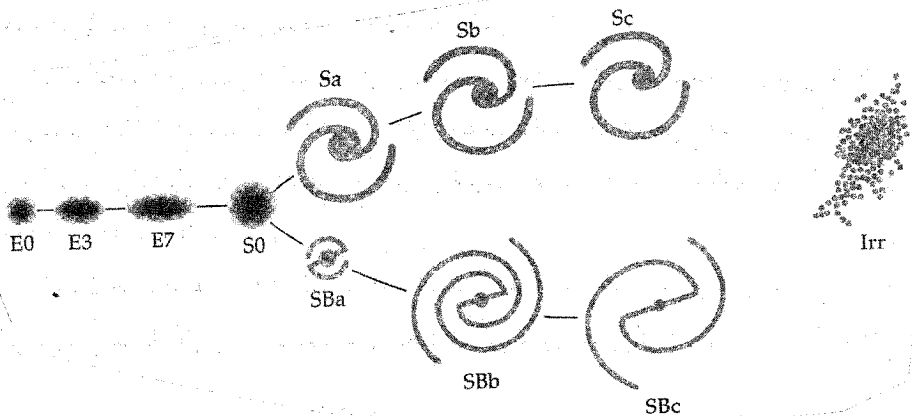
در سالهای اخیر، میراث گسترده ای از داده ها از عکسها توسط تصاویر رقمی شده از دوربینهای CCD تقویت شده اند. این فن آوری جدید افزایش حساسیتی با ضریب تقریبی ۱۰۰ را پیشنهاد می کند، که بازه دینامیکی بزرگتر می شود، و نیازی به تبدیل تشابهی به رقمی برای مطالعه داده ها با رایانه نیست.

اکنون اجازه دهید داده های اساسی آماده شده توسط تصویر نوری را مورد بررسی قرار دهیم. این بررسی شامل طرح واره دسته بندی ریخت شناسی، نورسنجی کهکشانی، و رنگها خواهد بود.

### طرح واره رده بندی

ادوین هابل<sup>۱</sup> در مطالعه کهکشانها بر اساس ظاهر آنها پیشقدم شد. اکثر کهکشانها ممکن است در سه رده اصلی: بیضوی، مارپیچی، و نامنظم قرار بگیرند. شکل (۲۱-۱) این سیستم رده بندی را که به صورت نمودار "دو شاخه منشعب شده" می باشد، نشان می دهد. تجزیه نمودار به این علت ایجاد می شود که هر یک از مارپیچی های عادی و میله ای پیشرفت مشابهی از ساختار را همان گونه که از Sa به Sc حرکت می کنیم، نشان می دهند. هابل هم چنین فکر کرد که رشته رده بندی

احتمالاً یک رشته تحولی را شکل داده است. باین دلیل، کهکشانهای Sc ماریچی های نوع "آخر" و کهکشانهای Sa نوع "اول" نامیده شده‌اند. اگر چه هابل انتظار داشت رده S<sub>0</sub> که از دید او پل تحولی از مرحله بیضوی‌ها به ماریچی‌ها بود، وجود دارد، ولی در حقیقت هیچ نمونه‌ای پیدا نکرد. کهکشانهای S<sub>0</sub> توسط آلن سندیج<sup>۱</sup> به آن افزوده شد، او هم چنین ایده‌های اولیه هابل را به مقدار زیادی توسعه داد. چیزهای اصلی دیگری که به سیستم هابل اضافه شد توسط جی. د. وکولوس<sup>۲</sup> انجام شد، او بر این حقیقت اصرار کرد که سیستم حقیقتاً پیوسته است - نه فقط رده‌های مجزا - و رده‌های ماریچی نوع آخر تراز Sc یعنی Sd و Sm را به آن افزود. (نوع آخر یک ماریچی "ماژلانی" می‌باشد؛ آن اغلب باعث تعجب آن دسته از دانشجویانی می‌شود که عکسهای ابر ماژلان بزرگ را به صورت ساختار مشخص ماریچ میله‌ای عوض بی‌قاعده دیده‌اند.) بعضی از کهکشانها را در شکل‌های (۲-۲۱) و (۳-۲۱) نمایش داده شده‌اند.



شکل ۲۱-۱. نمودار دو شاخه منشعب شده هابل. این نمایش، رده‌های بیضوی هابل را همراه با ماریچی‌ها و بی‌قاعده‌ها نشان می‌دهد. ماریچی‌ها به دو رشته موازی "عادی" و میله‌ای بر اساس فشردگی و زش ماریچ و نسبت برآمدگی به قرص تقسیم می‌شوند. هابل به غلط تصور کرد که توسعه نمودار از چپ به راست یک رشته تحولی است.

بیضوی‌ها. کهکشانهای بیضوی که با E نمایش داده می‌شوند شکل یک کرهٔ پخ را دارند (شاید هیچ توافق عمومی مبنی بر این که آنها پخ، کشیده شده یا سه محوری‌اند، وجود نداشته باشد؛ ما به هر حال آنها را پخ می‌گوییم.) این کهکشانها در آسمان به صورت قرصهای بیضی



شکل نورانی ظاهر می شوند [شکل (۲۱-۲)]. توزیع نورشان یکنواخت است و درخشندگی سطحی از مرکز به طرف بیرون تقریباً به صورت  $\log I(r) \propto r^{-1/4}$  کاهش می یابد. کهکشانهای بیضوی بر طبق کشیدگی شکل تصویر شده ظاهر می شوند؛ یعنی اگر  $a$  و  $b$  محورهای بلند و کوتاه بیضی ظاهری باشند، آنگاه  $\frac{10(a-b)}{a}$  بیضویت مشاهده شده را بیان می کند. چون سمت گیری یک کهکشان معین نمی تواند تعیین شود، بیضویت واقعی نمی تواند به دست آید. بنابراین، یک کهکشان  $E_0$  دایره ای به نظر می رسد در حالی که آنهایی که به طور صعودی بیضوی شکل می شوند از  $E_1$  تا  $E_7$  اسم گذاری می شوند (آخرین آنها مسطح ترین کهکشان مشاهده شده است). کهکشانهای  $E$  هیچ محور چرخشی ای ندارند؛ ستارگان آنها مدارهایی با شیبهای مختلف دارند. مطالعات آماری ما را به این نتیجه می رسانند که بیضویت حقیقتی این کهکشانها به صورتی یکنواخت از  $E_0$  تا  $E_7$  نمایش داده می شوند.



شکل ۲۱-۲. یک کهکشان بیضوی. این مثال،  $M_{32}$ ، از نوع  $E_2$  و همدم کهکشان زن به زنجیر بسته است. (رصدخانه های ستاره شناسی نوری ملی)

کهکشانهای  $CD$  یک رده اضافی کم و بیش مشابه کهکشان  $CD$  می باشد، که توسط دبلیو. دبلیو

مورگان<sup>۱</sup> معرفی شده است (به طور تاریخی C در نام‌گذاری نجومی برای ابرغولها و D برای پخش بکار می‌رود). اینها به طور ظاهری بیضوی به نظر می‌رسند، اما دارای پوشهای گسترده و به ندرت، هسته‌های چندگانه می‌باشند. قطر آنها تا چند مگاپارسک ( $10^6$  pc) است. محتملترین منشاء برای کهکشانهای CD، رشد با خوردن یک بیضوی "عادی" ابرغول واقع در مرکز یک خوشه می‌باشد [بخش (۲۳-۱) (ه)] را ملاحظه کنید].

مارپیچی‌ها. کهکشانهای مارپیچی به، مارپیچی‌های عادی (که با S یا SA نمایش داده می‌شوند) و مارپیچی‌های میله‌ای (SB) تقسیم شده‌اند. هر دو نوع دارای بازوهای مارپیچی شکل هستند که عموماً دو بازو به طور متقارن در اطراف مرکز محور چرخش قرار گرفته‌اند. در مارپیچی‌های عادی [شکل (۲۱-۳ الف)]، بازوها مستقیماً از هسته بیرون آمده‌اند؛ در مارپیچی‌های میله‌ای، ستونی از مواد، هسته را می‌شکافد [شکل (۲۱-۳ ب)] و بازوها از دو انتهای ستون منشا می‌گیرند. هر دو نوع برحسب چگونگی محکم پیچیده شدن بازوها، چگونگی تکه تکه شدن آنها، و اندازه نسبی هسته رده‌بندی می‌شوند. مارپیچی‌های عادی از نوع SA، بازوهای ناقص صافی دارند، که به طور محکم در اطراف هسته پیچیده شده‌اند؛ در واقع، شکل بازوها اکثراً الگوی مدور دارند. کهکشانهای Sb متوسط، بازوهای بازتری دارند که اغلب به طور جزئی در داخل مسیرهای نواحی HII و تجمعات ستاره‌ای جمعیت I تفکیک می‌شوند. هسته‌ها در کهکشانهای SC معمولاً نسبتاً کوچک‌اند و بازوهای مارپیچی گسترش یافته و به خوبی در داخل تجمعات ستاره‌ای تفکیک شده‌اند. در کهکشانهای مارپیچی هر دو جمعیت پیر و جوان با هم وجود دارند، اما، نسبت اجرام جمعیت I جوان از Sa تا Sc افزایش می‌یابد. مارپیچی‌های میله‌ای، رشته‌ای متعادل از انواع: SBa، SBb و SBc را نمایش می‌دهند.

چرا بایستی دو نوع مارپیچی وجود داشته باشد؟ ممکن‌ترین توضیح توسط جی. پی. استرایکر<sup>۲</sup> و پی. جی. ای. پی بلز<sup>۳</sup> که دینامیک کهکشانهای مارپیچی با اجرام هاله متغیر را مطالعه کرده‌اند، ارائه شده است. آنها دریافتند که اگر قرص یک کهکشان هاله‌ای باندازه کافی سنگین نباشد، ناپایداری شبه میله‌ای توسعه می‌یابد. بنابراین در اینجا شواهدی را می‌بینیم که بعضی از کهکشانهای - مارپیچی‌های عادی - دارای مولفه‌های کروی سنگین حضور خود را توسط آثار دینامیکی نشان می‌دهند، اما در عوض هنگامی که تصویرشان در نور مرئی دیده می‌شود این خصوصیت را مستقیماً نشان نمی‌دهند. این یک بخش از رشد معمای مربوط به ماده

1- W.W. Morgan

2- G.P. Ostriker

3- P.J.E. Peables

تاریک است - موضوعی که به طور فزاینده‌ای در بحث ما راجع به کهکشانها و جهان مهم می‌شود.



NGC 1201 Type SO



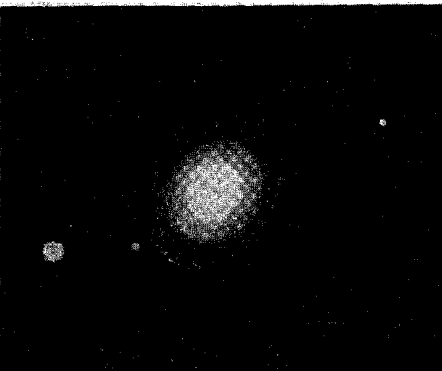
NGC 2841 Type Sb



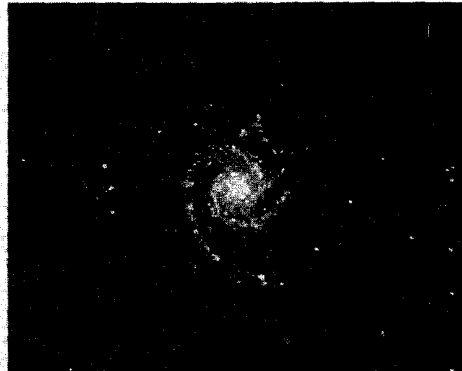
NGC 2811 Type Sa



NGC 3031 M81 Type Sb



NGC 488 Type Sab



NGC 628 M74 Type Sc

شکل ۲۱-۳. انواع کهکشانهای مارپیچی. (الف) عادی (در بالا) (ب) میله‌ای (صفحه بعد را نگاه کنید).  
(رصدخانه پالومار، انستیتوی فن‌آوری کالیفرنیا)



NGC 2859 Type SBo



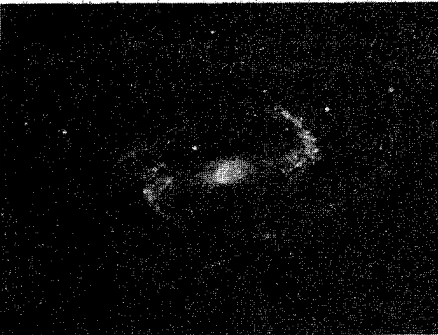
NGC 2523 Type Sbo(r)



NGC 175 Type SBab (s)



NGC 1073 Type SBc (sr)



NGC 1300 Type SBb (s)



NGC 2525 Type SBc (s)

(ب)

شکل ۲۱-۳. ادامه

درجه‌ای که تا آن بازوهای ماریچی گسترش می‌یابند به تابندگی کهکشان وابسته است. به طور مشابه با رده‌های تابندگی ستاره‌ای، رده‌های تابندگی برای کهکشانها عبارتند از: I، II، III، IV و V، با در نظر گرفتن این مطلب که I دارای بیشترین تابندگی و V دارای حداقل تابندگی

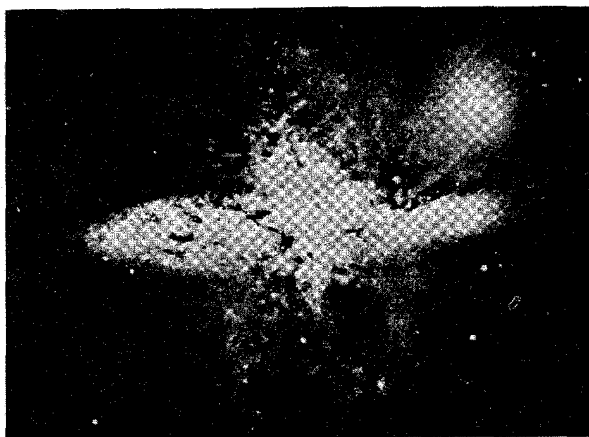
است. بنابراین، یک کهکشان Sc I یک کهکشان مارپیچی خیلی درخشانی است با یک هسته کوچک و بازوهای گسترش یافته کاملاً تفکیک شده. این رده بندیهای تابندگی کهکشانی به جرم آنها نیز وابسته است، چنان که برای کهکشانهای هم نوع، وزین ترین آنها کهکشانهای رده I و سبکترینشان رده V هستند.

کهکشانهای S<sub>0</sub>. کهکشانهای S<sub>0</sub> در وسط بیضوی های EV و مارپیچی های حقیقی Sa قرار دارند. آنها از کهکشانهای EV تخت تر و همچنین با بیضوی ها در دارا بودن یک قرص نازک و نیز یک برآمدگی هسته ای کروی متفاوت می باشند. از نیم رخ، گاهی اوقات آنها به شکل عدسی های محدب می باشند و بنابراین عدسی وار نیز نامیده می شوند. در مقابل مولفه کروی کهکشانهای که از قانون  $r^{-1/4}$  پیروی می کنند، مولفه های قرص کاهش کمتری به صورت  $I(r) = I_0 e^{-ar}$  دارند. در بسیاری از وجوه، کهکشانهای S<sub>0</sub> مارپیچی های واقعی را نمایش می دهند اما حاوی اجرام جمعیت I نیستند. یک کهکشان S<sub>0</sub> از نیم رخ نسبتاً به سهولت از کهکشانهای بیضوی تشخیص داده می شود زیرا آن تخت تر و بدون قرص می باشد، اما از کهکشان Sa به سهولت تشخیص داده نمی شود. از طرف دیگر، یک کهکشان S<sub>0</sub> از روبرو نسبتاً به سهولت از کهکشان Sa تشخیص داده می شود زیرا Sa دارای یک ساختار کاملاً مارپیچی است، اما S<sub>0</sub> برای تشخیص از E<sub>0</sub> دشوار است زیرا هیچ یک ساختار مارپیچی ندارند. توانایی رده بندی صحیح کهکشانهای E<sub>0</sub> و S<sub>0</sub> متکی بر موفقیت در آشکار شدن تصویر قرص خارجی ضعیف S<sub>0</sub> می باشد. بنابراین، آشکارسازی کهکشانهای S<sub>0</sub> به کیفیت مواد مشاهده ای و هم چنین فاصله تا کهکشانهای وابسته است.

یک راه ممکن که S<sub>0</sub> ممکن است بوجود آمده باشد این است که یک مارپیچی نوع اول تمام گرد و غبار و گاز خود را توسط اندرکنشهای جذر و مدی با یک کهکشان دیگر از دست داده باشد. حتی در تعبیر برخورد ها، ستارگان دو کهکشان تقریباً هرگز برخورد نمی کنند، اما گاز تمایل دارد از کهکشان خالی شود.

نامنظم ها. کهکشانهای دیگر در رده کهکشانهای نامنظم قرار می گیرند، زیرا هیچ ساختار متقارن یا عادی را نشان نمی دهند؛ با وجود این، ممکن است حتی این کهکشانهای نیز به دو گروه متمایز تقسیم شوند. نوع I Irr I یکی از آن دو گروه است که از ستارگان OB و نواحی H II و تقریباً مقدار زیادی از اجزاء تشکیل دهنده جمعیت I تشکیل شده است. رده بندی Irr II کاملاً مبهم است و ممکن است کهکشانهایی را شامل شود که ویژگیهای ساده ای دارند. اما عمدتاً این کهکشانهای بی شکل اند و به ستارگان تفکیک نمی شوند. چنین کهکشانهایی با گرد و غبار بین ستاره ای

جذب‌های مشخصی را نشان می‌دهند و نشر گازی نیز توسط آنها مشاهده شده‌اند. کهکشان ویژه  $M82$  یک کهکشان Irr II است [شکل (۲۱-۴)]; این کهکشان از آن جهت قابل توجه است که مواد گرد و غبار به طور وسیع نور ستارگان آن را چنان می‌پوشانند که منفجر شده به نظر می‌رسد؛ در حالی که چنین نیست.



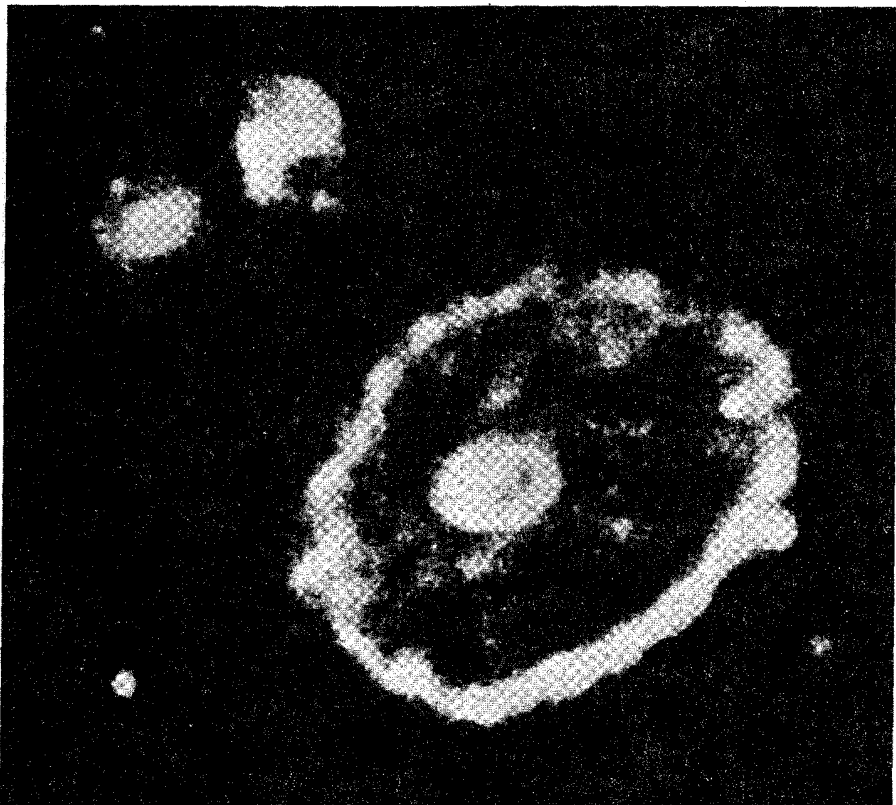
شکل ۲۱-۴. کهکشان نامنظم  $M82$ . (رصدخانه لیک)

کهکشانهای کوتوله. مهم است که تشخیص دهیم سیستم رده‌بندی استاندارد برای اکثر کهکشانهای جهان بکار نمی‌رود! کهکشانهایی را که معمولاً می‌بینیم به طور طبیعی آنهایی هستند که به سهولت آشکارسازی می‌شوند. آنها روشنترین و برجسته‌ترین اجرام می‌باشند، اما تعداد کهکشانهای کوتوله به مراتب از غولهای آشنا بیشتر می‌باشند. بهر حال، معمولی‌ترین نوع شکل بیضوی حاوی اندکی گاز می‌باشد، که آن را بیضوی کوتوله یا  $dE$  می‌نامند. واضحترین اختلاف بین این کهکشانها و بیضوی‌های حقیقی، به جزء ابعاد، عدم وجود یک ناحیه هسته‌ای روشن در کهکشانهای  $dE$  می‌باشد. این رده از نظر عددی بزرگترین رده در جهان است. نوع اصلی دیگر از کهکشان کوتوله  $dIrr$  یا کوتوله نامنظم می‌باشد. توجه داشته باشید که هیچ کوتوله مارپیچی وجود ندارد. این موضوع سرخ مهمی راجع به شکل‌گیری و تحول کهکشانی می‌باشد؛ ظاهراً، فرآیندهای فیزیکی که بازوهای مارپیچی را خلق می‌کنند نیاز به سیستمی با  $m \geq 10^9 M_{\odot}$  دارند.

اگر چه کوتوله‌ها به طور عددی از کهکشانهای عادی بسیار بیشترند، اما کهکشانهای عادی از

نظر جرم فراگیر هستند. بنابراین واضح است که بیشتر بحث ما مربوط به کهکشانهای غول می باشد.

کهکشانهای ویژه. سرانجام متوجه می شویم که همه کهکشانها کم و بیش در یکی از گروههای مورد بحث قرار نمی گیرند، و آنهایی که در این گروهها واقع نمی شوند معمولاً کهکشانهای ویژه نامیده می شوند. بهترین مثالها، کهکشانهای حلقوی عجیب [شکل (۲۱-۵)] و کهکشانهای دیگری هستند که ممکن است دستخوش شکستگیهای جزر و مدی توسط کهکشانهای دیگر شده باشند.



شکل ۲۱-۵. یک کهکشان حلقوی. کهکشان کارتویل<sup>۱</sup> نامیده شده، این شی ممکن است از تصادم بین یک کهکشان مارپیچی بزرگ (اکنون حلقوی) و دو کهکشان دیگر نتیجه شده باشد. (رصدخانه سلطنتی ادین بورگ<sup>۲</sup>)

ریخت‌شناسی مخلوط. از کهکشانهای مشاهده شده حدود ۷۷٪ ماریپچی، ۲۰٪ بیضوی، و ۳٪ نامنظم هستند. بهر صورت، در این نمونه بخش فراگیر ماریپچی‌هایی هستند که در فواصل بسیار دور مری می‌باشند. اعداد نسبی در حجم معینی از فضا کاملاً متفاوت هستند. بررسی ناحیه‌ای از فضا تا ۹/۱ Mpc نشان می‌دهد که ۳۳٪ از کهکشانهای این حجم ماریپچی، ۱۳٪ بیضوی، و ۵۴٪ نامنظم می‌باشند. اکثر نامنظم‌ها کهکشانهای کوچک با تابندگی نسبتاً کمی نظیر بیضوی‌های کوتوله می‌باشند.

### (ب) خصوصیات نورسنجی کهکشانها رنگهای جمع شده

نور یک کهکشان از تمام ستاره‌های آن ناشی می‌شود، مشارکت تابش از درخشانترین ستاره‌های داغ آن که با نور کم فروغترین ستاره‌های سرد (که خیلی بی‌شمار است) رقابت می‌کنند. در یک روش اساسی، برای استنتاج اجزاء ستاره‌ای تشکیل دهنده یک کهکشان می‌توانیم از رنگ آنها استفاده کنیم. ارتباط مستقیمی بین نوع یک کهکشان و رنگ آن وجود دارد. کهکشانهای بیضوی از کهکشانهای ماریپچی خیلی قرمزتر می‌باشند و نیز کهکشانهای ماریپچی قرمزتر از کهکشانهای نامنظم هستند. در گروه کهکشانهای ماریپچی، هر چه برآمدگی هسته آنها بزرگتر و بازوهای ماریپچی آنها کم وسعت‌تر باشد، قرمزتر به نظر می‌رسند. شاخصهای رنگ نمونه (قدرهای B - V) برای انواع ریختها در جدول (۲۱-۱) سیاه‌بندی شده‌اند، اما توجه داریم که به ویژه در ماریپچی‌ها، رنگ قسمتهای بیرونی کهکشانها با نواحی برآمدگی مرکزی متفاوت است.

ترتیب پیشرفت رنگ از کهکشانهای نامنظم آبی رنگ به کهکشانهای بیضوی قرمز رنگ، روندی در ترکیب جمعیت‌های کهکشانها را منعکس می‌سازد. به بیان کلی تر جمعیت I پیر در کهکشانهای بیضوی فراگیر است و جمعیت I خیلی جوانتر در کهکشانهای نامنظم قابل توجه می‌باشد. مخلوط جمعیت‌ها در کهکشانهای ماریپچی توسط اندازه‌هسته (جمعیت I پیر) نسبت به بازوهای ماریپچی (جمعیت I جوان) تعیین می‌شوند. احتمالاً جمعیت II در تمام کهکشانهای بزرگ مشارکت‌کننده کوچکی است و صرفاً در خوشه‌های کروی و هاله کهکشانی

(وجود دارد).



جدول ۲۱-۱. خصوصیات اساسی کهکشانها

نامنظم های I	ماریچی ها	بیضی ها	
$10^8 - 3 \times 10^{10}$	$10^9 - 4 \times 10^{11}$	$10^5 - 10^{13}$	جرم ( $M_{\odot}$ )
-۱۸ تا -۱۳	-۲۱ تا -۱۵	-۲۳ تا -۹	قدر مطلق
$10^7 - 10^9$	$10^8 - 2 \times 10^{10}$	$3 \times 10^5 - 10^{11}$	تابندگی ( $L_{\odot}$ )
۱	۲-۲۰	۱۰۰	$\left(\frac{M_{\odot}}{L_{\odot}} = 1\right) \frac{M}{L}$
۰/۱-۱۰	۵-۵۰	۱-۲۰۰	قطر (Kpc)
II بعضی I	I در بازوها، II و کلاً I مسن	I و II پیر	محتوی جمعیت
بله	بله	تقریباً هیچ	حضور گرد و غبار
	Sd, Sc	Sb	Sa
$+0/3$ تا $-0/4$	$+0/4$ تا $0/6$	$+0/4$ تا $0/8$	$+0/9$
$22 \pm 4$	$10 \pm 2$	$5 \pm 2$	$2 \pm 2$
A تا F	A تا F	F تا K	K
			شاخص رنگ
			$\frac{M_{HI}}{M_T} (\%)$
			نوع طیفی

### اندازه ها

با استفاده از مثلثات ساده می دانیم که اگر اندازه زاویه ای یک شئی در آسمان با فاصله تعیین شده اش جفت شود، به سهولت اندازه خطی آن را بدست می دهد. چنانچه قطر زاویه ای داده شود، قطر خطی را از رابطه  $\frac{s}{d} = \alpha$  رادیان بدست می آوریم، که رادیان  $\alpha$  قطر زاویه ای بر حسب رادیان،  $s$  قطر خطی، و  $d$  فاصله است ( $s$  و  $d$  با واحدهای یکسان). بحث مربوط به اینکه چگونه فواصل را پیدا می کنیم، آن را تا فصل آینده به تعویق می اندازیم. اکنون فرض می کنیم که پیدا کردن آن ممکن می باشد.

در این جا مشکل موجود آن است که تعریف "لبه" یک کهکشان کم و بیش دلخواه است؛ تعاریف مختلف قطرهای متفاوتی را نتیجه می دهند. سقوط آرام شدت در مولفه های قرص و کروی بدین معناست که در هر دو کهکشان E و S همیشه می توان به نواحی کمی کم نورتر نگاه کرد و بنابراین کهکشان را اندکی بزرگتر دید. به طور کلی، ستاره شناسان لبه یک کهکشان را با استفاده از بعضی سطوح حدی درخشندگی مشاهده شده می سنجند. منحنی مرزی شدت این تراز مشخص شده - یک تراز هم شدت نامیده می شود - در اطراف تصویر یک کهکشان کشیده می شود. سپس این تراز هم شدت اندازه زاویه ای ظاهری کهکشان را تعیین می کند. انجام چنین

روشی امروزه با استفاده از عکس‌های CCD و پردازش تصویر رایانه‌ای نسبتاً ساده است. کوتوله‌های بیضوی و نامنظم‌های کوچک جزء کوچکترین کهکشانهایی هستند که بعضی از آن‌ها تقریباً  $3000 \text{ pc}$  قطر دارند. قطر نوعی همه انواع کهکشانها در حدود  $15 \text{ kpc}$  است. غولهای بیضوی می‌توانند دارای ابعاد عرضی  $60 \text{ kpc}$  باشند. کهکشانهای خیلی بزرگ  $CD$ ، می‌توانند قطرهایی بیش از  $2 \text{ Mpc}$  داشته باشند که از فاصله کهکشان خودمان تا کهکشان زن به زنجیر بسته بزرگتر است.

### تابندگی‌ها

اگر فاصله همراه با شار (اندازه‌گیری شده لگاریتمی توسط قدرهای ظاهری) را برای کهکشانها بدانیم، می‌توانیم تابندگیها (قدرهای مطلق) را محاسبه کنیم. بهر صورت، بایستی چندین بررسی را برای اطمینان از اینکه قدر مطلق محاسبه شده به طور دقیق توان خروجی کهکشان را بدست می‌دهد، انجام داد. یکی از این بررسی‌ها مربوط به سوال اندازه است که قبلاً پیش آمد. چگونه تصمیم می‌گیریم که لبه کهکشان کجا است؟ بایستی شعاع را به یک تراز هم شدت محدود کنیم. هم چنین سه اصلاح وجود دارند که بایستی در مورد قدر مطلق یک کهکشان صورت گیرند. در اینجا این اصلاحات را همان گونه که در دومین فهرست مرجع کهکشانهای روشن آورده شده است، به طور خلاصه ارائه می‌دهیم.

اولین اصلاح مربوط به کدیری ناشی از گرد و غبار درون کهکشان راه شیری خودمان می‌باشد. در سیستم قدر  $B$ ، خاموشی کل در قطب شمال کهکشانی  $A_B = 0.19$  و در قطب جنوب کهکشانی  $A_B = 0.21$  واحد قدر است. عبارت‌های عمومی برای خاموشی بر حسب طول و عرض کهکشانی معلوم به صورت زیر است:

$$A_B = 0.19(1 + S_N \cos b) |C| \quad (b > 0 \text{ بازا})$$

و

$$A_B = 0.21(1 + S_S \cos b) |C| \quad (b < 0 \text{ بازا})$$

که

$$\begin{aligned} S_N(l) = & 0.1948 \cos(l) \\ & + 0.0725 \sin(l) + 0.1168 \cos(2l) \\ & - 0.0921 \sin(2l) + 0.1147 \cos(3l) \\ & + 0.0784 \sin(3l) + 0.0479 \cos(4l) \\ & + 0.0847 \sin(4l) \end{aligned}$$

$$\begin{aligned}
 S_s(l) &= 0.2090 \cos(l) \\
 &- 0.1333 \sin(l) + 0.1719 \cos(2l) \\
 &- 0.2144 \sin(2l) - 0.1071 \cos(3l) \\
 &- 0.0144 \sin(3l) + 0.0681 \cos(4l) \\
 &+ 0.0519 \sin(4l)
 \end{aligned}$$

C برای هر دو نیم کره توسط رابطه زیر داده شده است.

$$C = \csc [b + 0.25^\circ - 1/\sqrt{2} \sin(l) - 1/0^\circ \cos(3l)]$$

اصلاح دوم به تاریکی در داخل کهکشان مورد بررسی برمی گردد. به علت اینکه کهکشانهای E دارای اندکی گرد و غباراند، این اصلاح فقط برای کهکشانهای K انجام می شود. این کمیت تابعی از تمایل  $i$  تصویری است که بایستی توسط بیضویت تصویر مشاهده شده تخمین زده شود. (فرض می کنیم مارپیچی هایی که از قطب دیده می شوند، دایره ای می باشند.) عبارت آن بدین صورت است

$$A_B(i) = 0.70 \log \sec(i)$$

تمایل  $i$  از رابطه زیر بدست می آید

$$\cos^2 i = [(\frac{b}{a})^2 - \alpha] / (1 - \alpha^2)$$

که  $\frac{b}{a}$  نسبت محوری مشاهده شده و  $\alpha$  نسبت محوری برای یک کهکشان با همان دو نوع ریخت از نیم رخ می باشد.

سومین اصلاح، اصلاح K نامیده می شود؛ این کمیت ضروری است زیرا انتقال به قرمز سبب می شود نور گسیل شده به خارج از چهارچوب سکون نوار صافی انتقال یابد. این اصلاح به ریخت شناسی بستگی دارد. با بکار بردن رده های هابل به عنوان واحدها، عبارت استاندارد به صورت زیر است

$$\begin{aligned}
 1.0^4 \times K_B(cz) \\
 = 0.15 cz
 \end{aligned}$$

(برای E و S<sub>0</sub>)

$$= [0.15 - 0.25 (\text{ریخت شناسی})] cz$$

(برای S<sub>b</sub> - S<sub>a</sub>)

$$= [0.75 - 0.10 (\text{ریخت شناسی})] cz$$

(برای نوع های آخر)

که  $CZ$  انتقال به قرمز برحسب کیلومتر بر ثانیه می باشد.

قدرهای مطلق در بازه  $(L_{\odot} \times 10^5 \times 2) - 1$  برای بیضوی های کوتوله تا  $(L_{\odot} \times 10^{12}) - 25$  برای بیضوی های ابرغول قرار می گیرند. کهکشانشان خودی، که از بیرون مشاهده شود دارای قدر مطلق تقریبی  $(L_{\odot} \times 10^1 \times 2/5) - 21$  می باشد.

### جرم کهکشانشانها (دور اول)

اجازه دهید یک راه ممکن برای تخمین جرم کهکشانشانها را کشف کنیم. تاکنون انرژی خروجی، و تابندگی یک کهکشانشان را دانسته ایم، سپس می توانیم یک محاسبه ساده را انجام دهیم. اگر تابندگی  $L_{\odot} \times 10^{11}$  و به طور متوسط هر ستاره از کهکشانشان نور را باندازه جرمش مانند خورشید شرکت دهد، آنگاه جرم کهکشانشان بایستی حدود  $M_{\odot} \times 10^{11}$  باشد. تخمین بهتر از اصلاحات مربوط به وابستگی به ریخت شناسی حاصل می شود که به مقدار گاز (تا ۳۰٪) و گرد و غبار (تا ۵٪) منجر می شود. در اینجا روش این است که چه چیزی مهم می باشد. توجه داشته باشید که فرض کرده ایم محتویات کهکشانشانها حدود  $L_{\odot} \times 1$  را بازاء حدود  $M_{\odot} \times 1$  تولید می کنند (مانند حالتی که منظومه شمسی دارد). این روش برپایه محاسبه تابندگی است، و نتایج به طور کاملاً نزدیکی تابندگی ها را دنبال می کنند. بنابراین، جرم کهکشانشانها در بازه  $M_{\odot} \times 10^{13} - 10^5$  قرار می گیرند.

جدول (۲۱-۱) داده های اساسی مشاهده ای کهکشانشانها را خلاصه کرده است. ریختها در آن به سه نوع اصلی آورده شده اند و جرم، تابندگی، رنگ، قطر، و انواع جمعیت ارائه شده اند. جدول (۲۱-۲) موقعیتهای بعضی از جالبترین کهکشانشانها را سیاه بندی کرده است.

### (ج) طیف های نور مرئی کهکشانشانها

مشاهده کرده ایم که تجربه کهکشانشانها در رنگهای مختلف اطلاعات مهمی بدست می دهند. قسمتهای مختلف کهکشانشانها مقادیر متفاوتی نور در طول موجهای گوناگون گسیل می دارند. آنگاه که مشاهدات تمام پنجره مرئی را به طیف به عنوان یک ابزار اساسی تجزیه می کند، تعجب آور نمی تواند باشد. تاریخچه طیف سنجی نوری مشابه به تصویرسازی می باشد. اولین عکسهای طیفها با فاصله کمی از عکسهای تصویرسازی ارائه شدند، و در روش جدید از CCD برای آشکارسازی طیفها استفاده می شود.

جدول ۲۱-۲. کهکشانهای انتخابی

نام	شناسه دیگر	$\alpha(2000)$	$\delta(2000)$	ملاحظات
زن به زنجیر بسته	NGC۲۲۴, M۳۱	$0^h ۴۲/۷^m$	$+ ۴۱^{\circ} ۱۶'$	SbI - II
چشم سیاه	M۶۴	$۱۲^h ۵۶/۷^m$	$+ ۲۱^{\circ} ۴۱'$	SabII
A قنطورس	NGC۵۱۲۸	$۱۳^h ۲۵/۵^m$	$- ۴۳^{\circ} ۱'$	منبع رادیویی
A دجاجه		$۱۹^h ۵۹/۳^m$	$+ ۴۰^{\circ} ۴۳'$	منبع رادیویی
A کوره	NGC۱۳۱۶	$۳^h ۲۲/۷^m$	$- ۳۷^{\circ} ۱۲'$	منبع رادیویی
ششی هواگ <sup>۱</sup>		$۱۵^h ۱۷/۲^m$	$+ ۲۱^{\circ} ۳۵'$	دوکی و مارپیچی
مافی I <sup>۲</sup>		$۲^h ۳۶/۳^m$	$+ ۵۹^{\circ} ۳۹'$	نزدیکترین غول E؟
موشها	NGC۴۶۷۶a/b	$۱۲^h ۴۶/۱^m$	$+ ۳۰^{\circ} ۴۴'$	جفت برخوردکننده
فرفره ای	M۲۳	$۱^h ۳۳/۹^m$	$+ ۳۰^{\circ} ۳۹'$	ScII - III
کلاه لبه پهن <sup>۳</sup>	M۱۰۴	$۱۳^h ۳۹/۹^m$	$- ۱۱^{\circ} ۳۷'$	از نیم رخ Sa/b
پنجگانه استفن <sup>۴</sup>	NGC۷۳۱۷-۲۰	$۲۲^h ۳۶^m$	$+ ۳۳^{\circ} ۵۸'$	انتقال به قرمزهای عجیب؟
گرداب	M۵۱	$۱۳^h ۲۹/۹^m$	$+ ۴۷^{\circ} ۱۲'$	SbcI - II

### انواع طیفی

اغلب مشاهدات طیف سنجی کهکشانها را به صورت اجرام منفردی در نظر می گیرند که ثبت اطلاعات از آنها تنها از نواحی هسته ای انجام میشود؛ چهار طیف کهکشانی در شکل (۲۱-۶) نشان داده شده اند. این طیفها نسبتاً کهکشانهای عادی و مارپیچی را همراه با دو کهکشان دیگر که فعالیت بیشتری را از کهکشان عادی نشان می دهند، به نمایش گذارده اند. چنین مشاهداتی راجع به انتقال به قرمز کهکشان [بخش ۲۲-۲۲ (الف)] و هم چنین فعالیت، دینامیک، و مولفه ستاره ای غالب در برآمدگی هسته ای به ما اطلاعات می دهند. تجربه با جزئیات بیشتر که حاوی طیفهای مشاهده شده قسمتهای مختلف کهکشان است می توانند درکی از حرکات داخلی و جمعیتهای ستاره ای را مهیا سازند.

نوع طیفی دیگر خصوصیت کهکشان است که به ریخت شناسی بستگی دارد. دلبلیو. دلبلیو. مورگان یادآوری کرد که خصوصیت نوع طیفی هسته یک کهکشان با برجستگی برآمدگی مرکزی تغییر می کند. البته، طیف از نور جمع شده حاصل از بلیونها ستاره نتیجه می شود، اما مقدار آن نسبتاً توسط چند ستاره غول کنترل می شود. در بیضویها و مارپیچیهای نوع اولیه، اکثر غولها

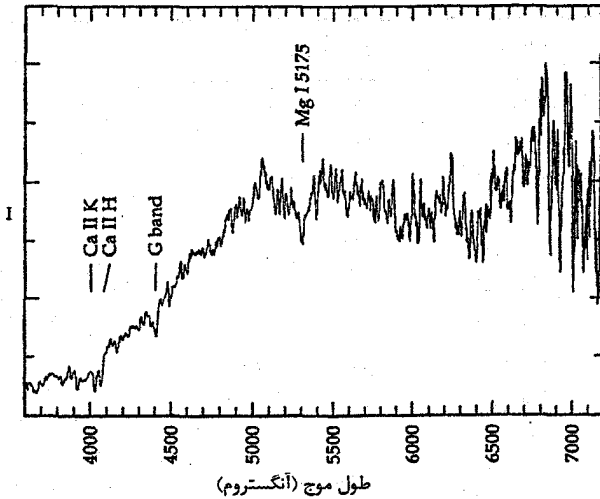
1- Hoag's Object

2- Maffei I

3- Sombrero

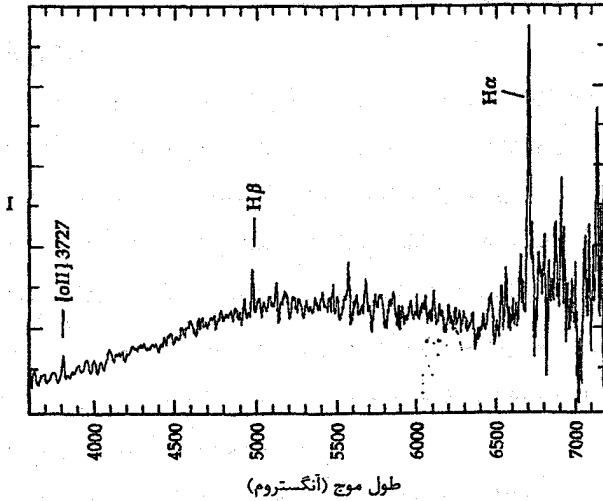
4- Stephen's Quintet

NGC 7512



(الف)

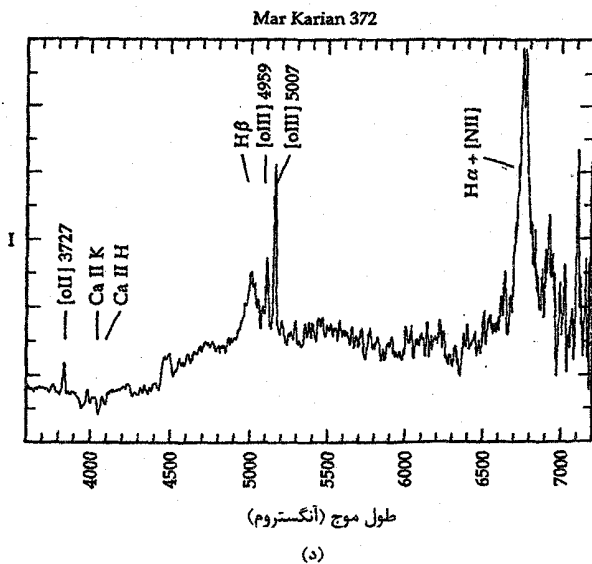
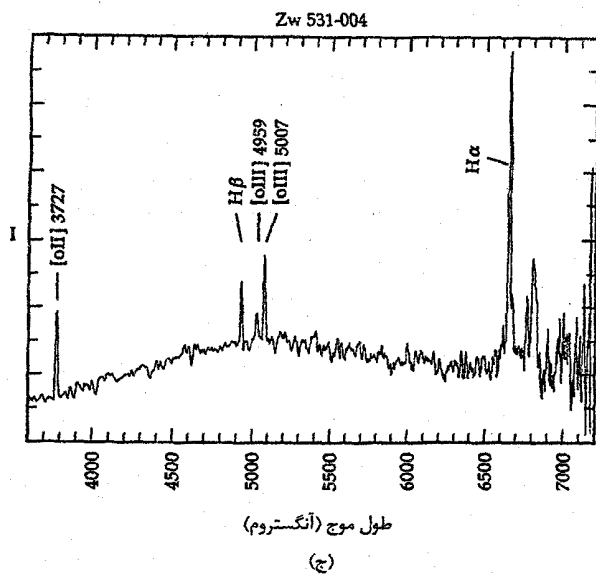
Zw 496-001



(ب)

شکل ۲۱-۶. مثالهایی از طیفهای کهکشانی. (الف) طیف نمونه‌ای از یک کهکشان بیضوی. هیچ خط نشری وجود ندارد، و اشکال جذبی فعالیت ناشی از کلسیم یونیده، منیزیم خنثی، و مولکول CN (نوار G) می‌باشند. به کاهش قابل ملاحظه پیوستار به طرف طول موجهای کوتاه در خطوط K و H به هنگام مقایسه آنها در طرف طول موجهای بلندتر توجه کنید؛ این قسمت شکاف  $4000 \text{ \AA}$  است. هم چنین، به خطوط K و H دیده شده در طرف طول موجهای بلندتر از  $4000 \text{ \AA}$  (۴۰۰nm) توجه نمائید؛ آنها در  $396 \text{ nm}$  و  $393 \text{ nm}$  گسیل شده ولی به طرف طول موجهای مرئی انتقال به قرمز یافته‌اند ( $v \approx 7200 \text{ km/s}$ ). (ب) طیف نمونه‌ای برای یک کهکشان مارپیچی نوع آخر. تابش پیوستار از مولفه ستاره‌ای ناشی از نوعهای طیفی اولیه تا کهکشانهای E می‌باشد، بنابراین شکاف  $4000 \text{ \AA}$  دیده نمی‌شود، و اشکال جذب غالب کهکشان E دیده شده در قسمت (الف) خیلی ضعیف یا غایب می‌باشد. بهرحال، در اینجا خط نشری را به عنوان شاهدهی برای شکل‌گیری ستاره‌ای ضعیف در

دو خط مجاز هیدروژن،  $H\alpha$  و  $H\beta$ ، و خط ممنوعه  $[OII] \ 3727 \text{ nm}$  می‌بینیم. (ج) طیفی از یک کهکشان فعال در شکل‌گیری ستاره‌ای. به شباهت با قسمت (ب) توجه کنید، اما در اینجا خطوط  $[OIII] \ 495/9 \text{ nm}$  و  $500/7 \text{ nm}$  را نیز می‌بینیم. (ب) طیف نمونه سیفرت کهکشان  $1/5 \text{ AGN}$ . به پهنای فوق‌العاده خطوط نشری مجاز توجه کنید. مولفه ستاره‌ای از کهکشان به اندازه کافی به این طیف افزوده شده است تا هم چنین خطوط جذبی K و H دیده شوند. در همه چهار طیف، در انتهای قرمز طیف نوفه بیشتری به علت واکنش کم آشکار ساز در طول موجهای بلندتر وجود دارد. اختلافهای بزرگتر ظاهری بین فرورفتگی‌ها و قله‌ها در قسمت قرمز به مهمی اختلافهای کوچکتر نوفه کمتر انتهای آبی طیف نیستند.



ادامه شکل ۲۱-۶

ستارگان K به نظر می‌رسند، و نوع طیفی کهکشان بسیار شبیه به ستاره K انتقال به قرمز یافته دیده می‌شوند. در مارپیچی‌های آخرتر، نوع طیفی به طرف ستارگان G یا F انتقال می‌یابد.

## کاربرد مفهومی

ستارگانی که بر نور کهکشان خودی غلبه دارند

در این فصل، پیشنهاد کردیم که نسبتاً چند ستاره غول می‌توانند بر نور کهکشانها غلبه کنند. اجازه دهید این ایده را بررسی کنیم. یک نمونه کهکشان حاوی  $10^{11} - 10^{10}$  ستاره است. البته، اکثر این ستارگان بر روی رشته اصلی در یک نوار پهن با افزایش تعداد به طرف ستارگان با جرم و تابندگی کمتر واقع می‌باشند - کوتوله‌های M. کهکشانی با منظری بسیار ساده و ابعاد نسبتاً متعادلی شامل  $10^{10}$  ستاره به قدر  $V$  مطلق یکنواخت  $M_V = +8$  را در نظر می‌گیریم. چه تعداد ابرغول با  $M_V = -4$  می‌توانند نور ناشی از جمعیت ابرغول را برابر با نور حاصل از جمعیت کوتوله نمایند؟

جمعیت ابرغول را از معادله (۱۱-۵) پیدا می‌کنیم. کل روشنایی کوتوله‌ها برابر است با

$$I_{\text{کوتوله}} = 10^{10} \times I_{+8}$$

و کل روشنایی ابرغولها برابر است با

$$I_{\text{غولها}} = N \times I_{-4}$$

که  $N$  تعدادی است که در جستجوی آن می‌باشیم. با اعمال کمیات لازم در معادله (۱۱-۵)، داریم

$$+8 - (-4) = 2/5 \log \left( \frac{I_{-4}}{I_{+8}} \right)$$

بنابراین  $\left( \frac{I_{-4}}{I_{+8}} \right) = 6/3 \times 10^4$  می‌شود. به بیان دیگر، نور هر ابرغول به مقدار  $63000$  برابر نور ستارگان کوتوله می‌باشد. بنابراین، تعداد ابرغولهای لازم برای جمعیتها تا همان مقدار نور را تولید کنند، از رابطه زیر حساب خواهد شد

$$I_{\text{کوتوله}} = I_{\text{غولها}} = 10^{10} \times I_{+8} = N \times 63000 \times I_{+8}$$

در نتیجه  $N = 1/6 \times 10^5$ .

آیا واقعاً می‌توان گفت که این عدد "نسبتاً چند تا" است؟ اجازه دهید این سوال را برحسب فاصله متوسط ستارگان با فرض اینکه کهکشان یک ششی  $E_0$  با قطر  $10 \text{ kpc}$  و چگالی یکنواخت ستارگان است، پاسخ دهیم. (به وضوح آخرین فرض صحیح نیست، اما برای پیدا کردن یک تخمین تقریبی مفید می‌باشد.) آنگاه حجم کهکشان برابر با  $V = 4/3 \times 10^{12} \text{ pc}^3$  می‌باشد. با پر



شدن یکنواخت این حجم توسط جمعیت ۱۶۰۰۰۰ ستاره به چگالی  $10^{-8} \times 3/8$  ستاره در هر پارسک مکعب یا به فاصله متوسط ۳۰۰pc بین ستارگان ابرغول منجر می شود. در این الگو، ستارگان در جمعیت کوتوله حدود ۳/۵pc از هم فاصله دارند، بنابراین ابرغولها به عنوان "نسبتاً چند تا" ارزیابی می شوند. توجه کنید که ستارگان در قرص راه شیری به طور متوسط حدود ۱pc از هم فاصله دارند. الگوی ما کاملاً ساده بود، اما نتیجه به خوبی بیانگر این است، اگر چه روشترین ستارگان از نظر تعداد کم هستند، ولی قسمت عمده نور یک کهکشان را تشکیل می دهند.

## ۲۱-۲ کهکشانها در طول موجهای رادیویی

رادیو تلسکوپها به همان طریقه هایی که رصدخانه های نوری را به کار می بریم، مورد استفاده قرار می گیرند. مشاهدات پیوستار نوار پهن مشابه با رنگهای نوار پهن می باشند. تصویرسازی تجزیه شکاف با تصویرسازی CCD شبیه می باشد، و می توانیم برای شکل گیری طیفها آن را در فضای بسامد رادیویی مرور کنیم.

### (الف) تصویرسازی پیوستار

عموماً مشاهدات پیوستار کهکشانها تابشی را که توسط فرآیند همزمانی تولید می شود، اندازه می گیرند. از این اندازه گیری، بلافاصله متوجه می شویم که بایستی یک میدان مغناطیسی و مولفهای از ذرات با انرژی بالا در هر کهکشانی که آشکارسازی شده است، وجود داشته باشد.

به طور کلی، می توان کهکشانها را به دو دسته متفاوت نشر رادیویی تقسیم کرد. یکی گروه AGN است، که مثلاً شامل کهکشانهای سیفرت، کهکشانهای رادیویی، و اختروشها می باشد. این اجرام پدیده های با قدرت و شدیدی را به تصویر می کشند، که منشاء آن کاملاً در ناحیه عمومی هسته ای و در هسته کوچک قرار دارد. اگر چه تعداد زیادی از کهکشانها می توانند توسط رادیو تلسکوپها آشکارسازی شوند، اما جمله کهکشان رادیویی برای گروه خاصی از AGN ها که بیش از  $\frac{10^{33}}{\text{ثانیه}}$  توان رادیویی تولید می کنند، بکار می رود. این اجرام را در فصل ۲۴ مورد بررسی قرار خواهیم داد. فصل حاضر به گروه دوم یعنی کهکشانهای عادی می پردازد.

در منابع رده تابندگی کم، معمولاً فقط می توانیم نوع های ریخت شناسی آخر را آشکارسازی نمائیم. هنگامی که ما محتملترین وسائل تولید الکترونهاي نسبیتی و میدانهای مغناطیسی

ناشی از آن را بررسی می‌کنیم، این موضوع نبایستی باعث تعجب شود. بهترین نامزدها تمام اجرام جمعیت I جوان می‌باشند.

### (ب) تابش خط و محتوی هیدروژن خنثی

عمده‌ترین مثال مشاهده شده تابش خط رادیویی تولید شده مربوط به هیدروژن خنثی در طول موج ۲۱ cm است. این خط اطلاعات زیادی راجع به محتویات HI در کهکشانهای نزدیک بدست می‌دهد که شامل تخمینی از مقدار کل هیدروژن در کهکشان، نسبت جرم گاز هیدروژن به جرم کل کهکشان، توزیع هیدروژن خنثی در سیستم، منحنی‌های چرخش به صورت تابعی از فاصله تا مرکز کهکشان، و سرعت شعاعی کهکشان می‌باشد. البته، کاملترین داده‌ها برای کهکشانهایی است که توسط رادیو تلسکوپها تفکیک شده باشند.

همان طور که ممکن است انتظار داشته باشید، مقدار کل هیدروژن در یک کهکشان عمدتاً تابعی از ابعاد کهکشان می‌باشد. از طرف دیگر، نسبت جرم هیدروژن به جرم کل کهکشان  $\left(\frac{M_{HI}}{M_T}\right)$  به نوع کهکشان وابسته می‌باشد [جدول (۲۱-۱)]. درصدی از جرم کل که به شکل هیدروژن خنثی می‌باشد با ایده‌های ما راجع به تحول کهکشانها مطابقت دارد. هیدروژن کمتر نسبت به ستارگان، گاز اولیه بیشتری نیاز دارد که می‌بایست با متراکم شدن به ستارگان تبدیل شده باشند. داده‌هایی برای نمونه‌ای از کهکشانهای مارپیچی و بی‌قاعده دلالت بر این دارند که جرم HI کسر کوچکی از جرم کل را تشکیل می‌دهد، فقط ۳٪ برای عدسی واره‌ها و ۲۲٪ برای بی‌قاعده‌ها. بنابراین کهکشانهای III گاز HI بیشتری، نسبت به جرم کل شان، از کهکشانهای Sa دارا می‌باشند.

آهنگ فعلی شکل‌گیری ستاره‌ای به مقدار هیدروژن موجود و چگالی آن بستگی دارد. کهکشانهای مارپیچی Sc و بی‌قاعده‌ها الزاماً جوانتر از مارپیچی‌های Sa نیستند، اما توسعه آنها متفاوت بوده است. مثلاً، ستارگان جمعیت II در کهکشانهای بی‌قاعده مشاهده شده‌اند، اگر چه این کهکشانها نسبت‌های  $\frac{M_{HI}}{M_T}$  بالایی دارند.

برای مارپیچی‌های Sc و بی‌قاعده‌ها، در بسیاری از حالات و سعت هیدروژن تقریباً دو برابر ابعاد نوری کهکشان است. برای مثال، مطالعات ابرهای ماژلان نشان می‌دهند که بین این دو کهکشان هیدروژن به صورت پلی با راه شیری و به صورت یک پوش عادی که هر دو کهکشان را احاطه کرده است، وجود دارد.

## ۲۱-۳ مشاهدات فرورسرخي کهکشانها

اگر چه مشاهدات فرورسرخي بیش از ۲۰ سال است که انجام می شود، اما واقعاً این حوزه با ماهواره نجوم فرورسرخي در اواسط سال ۱۹۸۰ م. به بلوغ خود رسید. بررسی های این ماهواره ۹۶٪ آسمان را در طول موجهای ۱۲، ۲۵، ۵۰، و  $100\mu m$  پوشش داده است. تقریباً ۲۵۰۰ کهکشان آشکارسازی شده اند. مشاهدات IRAS کهکشانها نیز کاملاً به ریخت شناسی حساس است که درست مانند حالت مشاهدات پیوستار رادیوئی و ۲۱ cm می باشد. چند نمونه از کهکشانهای E و S را می توان در فهرست IRAS پیدا کرد.

اگر چه اغلب AGN ها در فرورسرخ بسیار تابان هستند، اما کهکشانهای "عادی" نیز تابان دیده می شوند. در نمونه عادی ها، سازوکار نشر اولیه ناشی از تابش حرارتی دانه های گرد و غبار بین ستاره ای است که توسط نور ستاره ای گرم شده اند. بنابراین، مشاهدات IRAS اطلاعاتی در مورد جمعیت های بین ستاره ای و هم چنین ترکیب شیمیایی و توزیع گرد و غبار ارائه می دهند. یک الگوی ساده، اما مفید، حاوی دو مولفه مجزا از گرد و غبار می باشد. یکی را ابرهای پخشی، طره ای - بسته ای می نامند؛ دیگری که مولفه فعالتری است به نواحی HII و بنابراین به شکل گیری ستاره ای مربوط می باشد.

در سال ۱۹۸۵ م. جی. هلو<sup>۱</sup>، بی. تی. سوفر<sup>۲</sup>، و ام. روان - رابینسون<sup>۳</sup> ارتباط قابل ملاحظه ای بین مقدار نشر فرورسرخ دور و نشر همزمان رادیوئی پیدا کردند. شکل (۲۱-۷) نشان می دهد که می توانیم چگالی شار نشر رادیویی را با سازه ۲ از شار فرورسرخي در بازه ای بیش از ۳ مرتبه قدر در تابندگی پیش بینی نمائیم! به علت اینکه سازوکارهای نشر برای دو حالت الکترونیهای حرارتی و نشر همزمان غیر حرارتی حاصل از الکترونیهای نسبیتی کاملاً متفاوتند، لذا درک این ارتباط تنگاتنگ بسیار سخت می باشد.

## ۲۱-۴ نشر پرتو X از کهکشانهای عادی

برای پرتوهای X، مشابه با IRAS که مطالعات فرورسرخي پیش رفته توسط ماهواره HEAO - BO انجام می شود، به طور معمول تر رصدخانه انیشتن می باشد. قبل از اینکه این

1- G. Helou

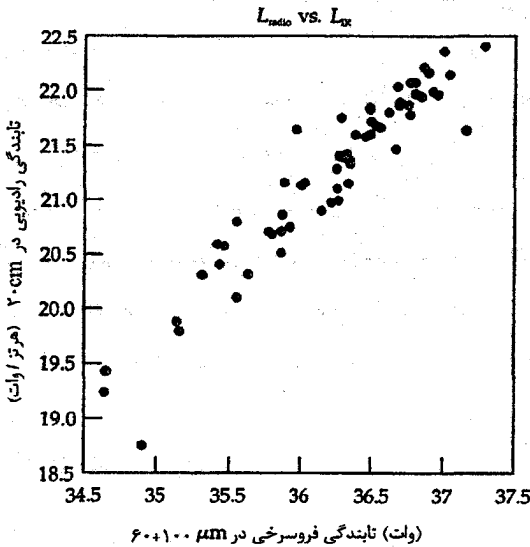
2- B.T. Soifer

3- M. Rowan - Robinson

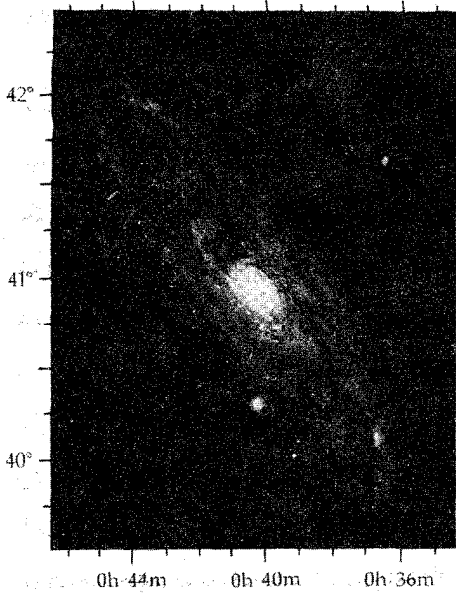
ماهواره تصاویر پرتو  $X$  را در طول سالهای ۱۹۸۰-۱۹۷۸ م. تولید کند، عموماً مجبور بودیم فقط به دانستن شارهای کل در اجرام قانع باشیم.

اگر چه این ارتباط با داده‌های فرسرخشی خیلی مربوط نیست، ولی چگالی‌های شارهای رادیویی و پرتو  $X$  ماریچی‌های نمونه آخر عادی نیز بهم مربوط می‌باشند. مجدداً، سازوکارهای نشر متفاوت‌اند. پرتوهای  $X$  عمدتاً توسط تابش ترمزی حرارتی [بخش (پ) ۶-۱] ناشی از گاز بسیار داغ تولید می‌شوند - احتمالاً قرصهای برافزایشی در اطراف ستارگان فشرده.

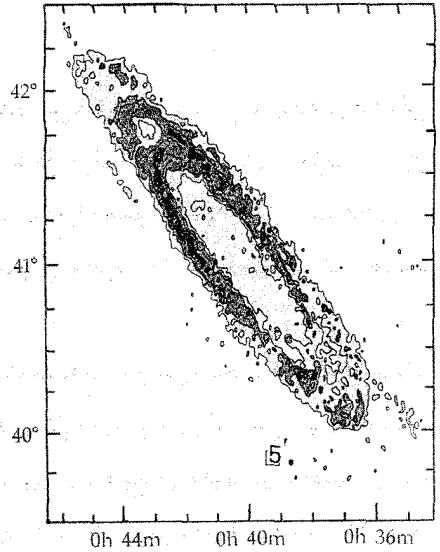
شکل (۲۱-۸) دیدی مرکب از کهکشان زن به زنجیر بسته را در نواحی نور مرئی، رادیویی (۲۱cm)، فرسرخشی ( $60\mu\text{m}$ )، و پرتو  $X$  طیف نشان می‌دهد. درمی‌یابیم که رده‌های متفاوت فوتونها از منابع مختلف ناشی می‌شوند. نور مرئی آبی از ستارگان و گاز ناشی می‌شود و به طور گسترده‌ای توزیع شده است. پرتوهای  $X$  دارای توزیع بسیار متفاوتی نسبت به دیگران می‌باشند؛ آنها از تعداد کمی از منابع مجزا سرچشمه می‌گیرند. توزیع فوتونهای رادیویی و فرسرخشی بسیار شبیه می‌باشند. هر دو تای آنها یک نشر فشرده، پخشی در قرص دارند؛ اما هسته نیز در داده‌های IRAS به طور برجسته ظاهر می‌شود.



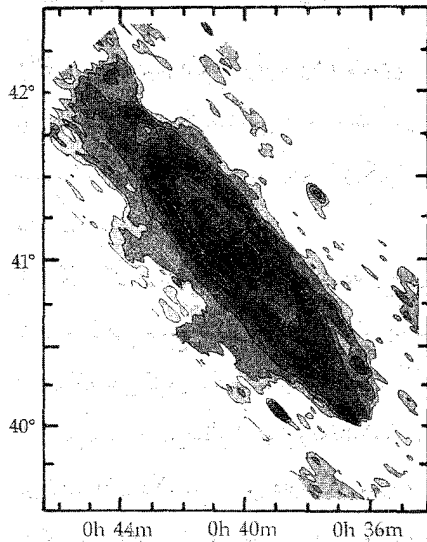
شکل ۲۱-۷. ارتباط تابندگی رادیویی و فرسرخشی. چنین درک شده است که تابندگی فرسرخشی دور IRAS کهکشانها با تابندگی رادیویی ۲۰cm ارتباط تنگاتنگی دارد. (ان. دوریک<sup>۱</sup>)



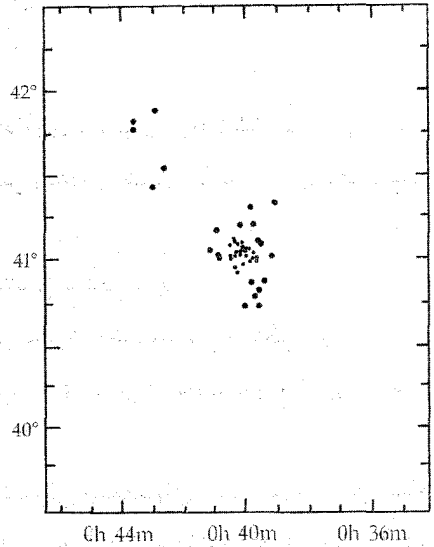
(الف)



(ب)



(ج)



(د)

شکل ۲۱-۸. کهکشان زن به زنجیر بسته، M31، در طول موجهای مختلف دیده می شود. (الف) نور مرئی آبی. (ب) تصویر رادیویی ۲۱cm. (ج)  $6.0 \mu m$ . (د)  $0.5-4.0 keV$ . (با اجازه از مشاهدات نجومی توسط جی. واکر چاپ شده است؛ کمبریج)

## ۲۱-۵ بعضی از بررسی‌های نظری پایه

به علت اینکه کهکشانها تکان دهنده‌ترین عناصر جهان می‌باشند، لذا بایستی فرآیندهای فیزیکی مهمی وجود داشته باشند که آنها به طور جداگانه شکل گرفته‌اند و در خلال تحولشان روی یکدیگر اندرکنش داشته‌اند. هدف نظریه پرداز این است که با مجموعه کمینه‌ای از فرض‌های پایه شروع کند و آنگاه منشاء و تحول کهکشانها را به طریقی توصیف کند که با مشاهدات توصیف شده قبلی و قوانین فیزیک سازگاری داشته باشد.

در این بخش بعضی از وجوه مربوط به تعبیرات مشاهدات را مورد بحث قرار خواهیم داد. اول، طرح رده‌بندی ریخت‌شناسی را از نقطه نظر فیزیکی مورد بررسی قرار می‌دهیم و با دقت بیشتر نقش شکل‌گیری ستاره‌ای را در کهکشانهای مارپیچی توضیح می‌دهیم. دوم، قضیه ویرال را معرفی می‌کنیم و آن را برای کهکشانها به طور جداگانه بکار می‌بریم. (در فصل ۲۳ برای خوشه‌ها بکار برده خواهد شد). سرانجام، نگاه مجددی به اجرام کهکشانی خواهیم داشت. نظریه‌های شکل‌گیری کهکشانی به طور کامل در فصل ۲۶ مورد بحث قرار خواهند گرفت.

## (الف) مفاهیم طرح واره رده بندی

آیا رده‌بندی انواع کهکشانی مهم است؟ در علم، یادآوری تفاوت‌های ریخت‌شناسی وقتی مفید است که آنها بعضی از تفاوت‌های فیزیکی اساسی بین ردهها را آشکار سازند. اجازه دهید سه مشاهده مهم را مرور کنیم:

۱. رنگ یک کهکشان به طور قوی به نوع ریخت‌شناسی بستگی دارد.
۲. نوع طیفی جمع شده ناحیه هسته‌ای به طور قوی به نوع ریخت‌شناسی بستگی دارد.
۳. مولفه‌های کره‌وار کهکشانها از قانون  $r^{-1/4}$  و مولفه‌های قرص از قانون توزیع نمایی پیروی می‌کنند - صرف‌نظر از نوع ریخت‌شناسی خاص.

دو نکته اول دلالت بر این دارند که بین مرحله تحولی جمعیت‌های ستاره‌ای در بین تمام کهکشانها با یک نوع ریخت‌شناسی معلوم هم خوانی وجود دارد. به علاوه، یک تدریج با قاعده از شاخص‌های جمعیت در امتداد رشته ریخت‌شناسی موجود می‌باشد. نکته سوم نشان می‌دهد که ستارگان در نواحی قرص و در نواحی برآمدگی هسته‌ای علیرغم اینکه کهکشانهای مادر ممکن است تاریخچه‌های متفاوتی را دنبال کنند، به حالات دینامیکی هم خوانی می‌رسند. به بیان دیگر، اساساً دینامیک پایه کلیه قرص‌ها یکسان است، و این نیز برای سیستم‌های کره‌وار

برقرار می‌باشد - خواه آنها برآمدگی‌های هسته‌ای باشند یا کهکشانهای بیضی‌وار.

بنابراین، کاملاً واضح است که سیستم رده‌بندی به مقدار عظیمی مفید می‌باشد. دو ملاک رده‌بندی اصلی نسبت (قرص-برآمدگی) و اهمیت درجه بهم پیچیدن بازوهای مارپیچی می‌باشند. کاملاً نمی‌فهمیم که چرا این دو کمیت قابل مشاهده به طور دقیق حالت دینامیکی و جمعیت‌های تحول ستارگان مولفه داخل یک کهکشان را نمایش می‌دهند. اما حقیقت این است که وجود یک پایه فیزیکی مهم برای تفکیک نمودن کهکشان‌ها توسط شکل غیرقابل انکار است.

آیا می‌توانیم چیز بیشتری راجع به تحول کهکشانهای بیان کنیم؟ چرا راجع به طرح واره رده‌بندی به عنوان یک رشته تحولی فکر نمی‌کنیم؟ اگر چه، کهکشانهای S دارای ستارگان جوان و کهکشانهای E فقط دارای ستارگان پیر می‌باشند، ولی مارپیچی‌ها نیز دارای ستارگان پیر می‌باشند. بنابراین، هر دو نوع "پیر" هستند. فقدان گاز در بیضی‌وارها مانع از شکل‌گیری جمعیت‌های جدید می‌شود.

احتمالاً شکلی را که یک کهکشان به خود می‌گیرد عمدتاً به تکانه زاویه‌ای آن مربوط می‌شود (در حقیقت تکانه زاویه‌ای بازاء واحد جرم)؛ هر چه تکانه زاویه‌ای بیشتر باشد، کهکشان تخت‌تر خواهد بود. این اتفاق به این علت رخ می‌دهد چون گاز تکانه زاویه‌ای را در جهت عمود بر صفحه آن همان طور که گرانش گاز را در امتداد قطب‌های کهکشان فرو می‌ریزد، تلف می‌کند، اما گاز در صفحه استوایی در اثر چرخش مورد حمایت قرار می‌گیرد. در کهکشانهای بیضوی، فشرده شدن گاز به ستارگان به طور موثر انجام می‌شود و بنابراین به سرعت رخ می‌دهد، که این اتفاق منجر به توزیع بیضی‌وار ستارگان و تجمع بالایی از ستارگان در هسته کهکشان می‌شود. به طور عکس در کهکشانهای مارپیچی، شکل‌گیری ستاره‌ای به آهستگی صورت می‌گیرد به طوری که ستارگان نسل‌های بعدی از منبع گازی مسطح شده افزایش یافته شکل می‌گیرند. یک نوع توزیع دوگانه نتیجه می‌شود؛ سیستم چرخان آرام حاوی ستارگان با توزیع کروی می‌باشد، و قسمت چرخان سریع سیستم شبه قرص تختی حاوی ستارگان، گرد و غبار، و گاز می‌باشد. گرد و غبار و گاز در صفحه کهکشان تحت تاثیر امواج چگالی قرار می‌گیرند که در نتیجه آن بازوهای مارپیچی به وجود می‌آیند. آشفتگی و میدان‌های مغناطیسی نیز ممکن است نقش‌های مهمی در کنترل شکل نهایی کهکشان داشته باشد.

ارتباطات بین تابندگیهای فرسرخ، رادیویی، و پرتو X مربوط به هم، راجع به کهکشانهای عادی به ما چه می‌گویند؟ به علت اینکه فقط ریخته‌های نوع آخر نمایش داده

می شوند، در می یابیم که منابع آنها بایستی قسمتی از جمعیت جوان باشد. چگونه الکترونها ی نسبیتی، منابع گرد و غبار گرم، و (احتمالاً) قرصهای برافزایشی اطراف اجرام فروریزی را بهم مربوط کنیم؟

پاسخ استاندارد به این سوالات نشان می دهد که شکل گیری ستاره ای چه اندازه می تواند برای نیروزایی کهکشانهای قرصی مهم باشد. در این سناریو، اضافه شدن آهنگهای شکل گیری ستاره ای سبب افزودن انرژی به گرد و غبار بین ستاره ای می شود، که در نتیجه انرژی ناشی از فوتونهای ستاره ای را در فروسرخ تابش خواهد کرد - در نتیجه تابندگی فروسرخ را بالا می برد. این افزایش در آهنگهای شکل گیری ستاره ای سبب افزایش تعداد ابرنواخترها می شود، و کاملاً ممکن است منشاء الکترون های همزمانی در ابرنواخترها باشند. بهرحال، الکترون ها بایستی به سرعت های نسبیتی شتابدار شوند، و تعدادی سازوکار در محیط بین ستاره ای وجود دارند که می توانند امواج ضربه ای را که قادرند به طور موثری الکترون ها را شتاب دهند، به وجود بیاورند. ابرنواخترهای نوع I ستارگان فروریزی را تولید می کنند و قرصهای برافزایشی وابسته به آنها ممکن است منابع تابندگی پرتو X باشند.

اخیراً چند نظریه پرداز سعی بر این داشته اند که شکافهای موجود در این تصویر را بهم نزدیک کنند، اما اکثر آنها با مقبولیت اساسی آن توافق دارند. بهر صورت به نظر می رسد آهنگهای شکل گیری ستاره ای انرژی کل گسیل یافته توسط یک کهکشان در پنجره های طیفی فروسرخ، رادیویی، و پرتو X را تنظیم می کنند.

### (ب) نیروزاهای کهکشانها - قضیه ویریال

قضیه ویریال [بخش (پ) ۲-۵] در گستره بسیار وسیعی از مسائل در اختر فیزیک مورد استفاده قرار می گیرد. تاکنون از آن برای شکل گیری ستاره ای [بخش (۱۵-۳)] و شکل گیری کهکشان خودی [بخش (۲۰-۳)] استفاده کرده ایم. این قضیه انرژی جنبشی ( $KE$ ) یک سیستم را به انرژی پتانسیل گرانشی آن ( $PE$ ) مربوط می کند. فرض اساسی در آن این است که سیستم مورد بررسی (ستاره، خوشه ستاره ای، کهکشان، خوشه کهکشانی، الی آخر...) باید پایدار باشد. نه در حال فروریزش باشد و نه در حال از هم پاشیدن. اگر مولفه ها انرژی جنبشی زیادی داشته باشند، آنگاه سیستم منبسط می شود؛ اگر انرژی پتانسیل گرانشی غالب باشد، سپس سیستم فروریزش خواهد کرد. این معادله را به صورت زیر می نویسیم.



$$2\langle KE \rangle = -\langle PE \rangle \quad (1-21)$$

برای کهکشانها معادله به شکل زیر در می آید

$$\langle V^2 \rangle = \frac{GM}{r_h} \quad (2-21)$$

که  $r_h$  شعاعی است که نصف جرم را در بر می گیرد،  $\langle V^2 \rangle$  مقدار متوسط مربع سرعتهای ویژه ستارگان (شکلی از پراکندگی سرعت، که به طور مشروحتر در فصل ۲۳ مورد بحث قرار خواهد گرفت)، و  $M$  جرم کل کهکشان می باشد.

به علت اینکه انرژی کل کهکشان برابر  $TE = KE + PE$  است، نتیجه می گیریم

$$TE = -KE = \frac{1}{2}PE \quad (3-21)$$

شکل گیری یک کهکشان را به عنوان یک ابر گازی پراکنده که در ابتدا ساکن است، مورد بررسی قرار می دهیم. در این حالت،  $TE = KE = PE = 0$ . همان طور که ابر تحت تاثیر گرانش متبض می شود،  $KE$  زیاد و  $PE$  کم می شود (منفی تر می شود). معادله (۳-۲۱) نشان می دهد که در حالت تعادل نهایی، انرژی کل منفی است (بنابراین سیستم مقید است)، و نصف  $PE$  آزاد شده در خلال فروریزش به  $KE$  تبدیل شده است در صورتی که نصف دیگر به صورت تابش خارج گردیده است.

چند چیز مهم را از قضیه ویریال در مورد کهکشانها می آموزیم. یکی آن است که می توانیم قضاوت کنیم کدامیک از اجرام به یک کهکشان متعلقند و کدامیک یک شکل دائمی نیستند. مثلاً، اگر ستاره ای با سرعت های زیاد غیر معمول نسبت به مرکز یک کهکشان را ببینیم، می توانیم با بررسی انرژی جنبشی تصمیم بگیریم که آیا ستاره قسمتی دائمی از کهکشان است یا شیئی در زمینه می باشد. به طور نمونه، پراکندگی تندی ها در داخل یک کهکشان دارای پهنه  $300 \text{ km/s}$  می باشد. بنابراین، اگر انرژی جنبشی به مولفه معلومی افزوده شود (ستاره، خوشه ستاره ای، ابرگازی، و غیره)، نتیجه محتمل این است که آن مولفه ممکن است از کهکشان "تبخیر شود". هم چنین توجه کنید که معادله (۲-۲۱) اجازه می دهد تا بازاء سرعت پراکندگی معلوم، جرم کهکشان تخمین زده شود. این نتیجه ما را به بخش آینده رهنمون می سازد.

### (ج) اجرام کهکشانها (دور دوم)

در بخش (۱-۲۱) روشی بر پایه تابندگی برای تخمین اجرام کهکشانی دیدیم. اکنون بعضی از روشهای دینامیکی را معرفی می کنیم. یک مورد در معادله (۲-۲۱) داده شده است. مورد دوم

شامل پیدا کردن سرعت یا منحنی چرخش برحسب تابعی از فاصله تا مرکز کهکشان می باشد؛ بنابراین، این روش برای کهکشانهایی بکار می رود که باندازه کافی نزدیک و روشن هستند تا بتوانیم طیف های آنها را در چند قطعه بدست آوریم. در تلسکوپها، شکاف طیف نگار در امتداد قطر کهکشان قرار داده می شود، و انتقالات دوپلری در نقاطی در امتداد آن اندازه گیری می شوند. با دانستن تمایل کهکشان نسبت به خط دیدمان، می توانیم سرعتهای شعاعی را به سرعتهای چرخشی تبدیل کنیم.

تصویر ساده شده ای از این روش شکل تابعی آشنای قانون سوم کپلر را مجسم می کند. اگر چه ابتدائاً برای خورشید وزین چنین تعریف شده است که سیارات نسبتاً سبک آن را احاطه کرده اند، اما هم چنین می توان این تعریف را در مورد هر سیستمی که دارای یک تراکم جرم مرکزی باشد، بکار برد. قطعاً به نظر می رسد که این موضوع برای نواحی بیرونی کهکشانها بکار می رود. عکسها قویاً دلالت بر این دارند که نور به طور مرکزی متراکم شده است، مطمئناً (؟) جرم نیز چنین است. می توانیم شکل سرعت / فاصله شعاعی رابطه  $V(r)$  را از قانون کپلر  $P^2 = a^3$  حدس بزنیم. کمیت  $a$  مثل  $r$ ، و دوره تناوب مداری  $P$  برابر است با

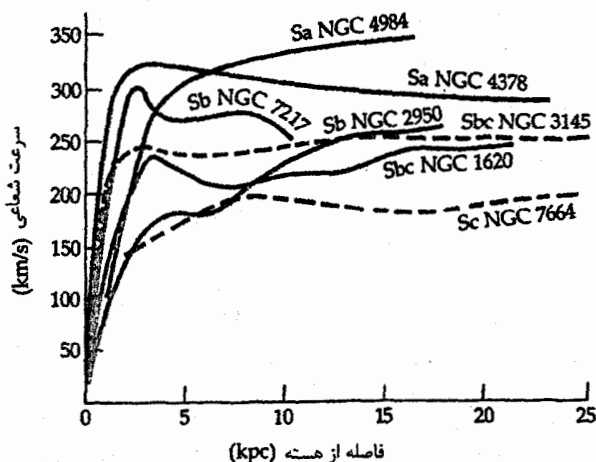
$$P = \frac{2\pi r}{V}$$

با قرار دادن  $V$  و  $r$  در معادله کپلر و با مرتب کردن مجدد آن نتیجه می شود

$$V(r) \propto r^{-\frac{1}{2}} \quad (4-21)$$

$V(r)$  تابعی است که با افزایش فاصله از مرکز کاهش می یابد.

مشاهدات شکل جالب توجهی از منحنی های چرخش کهکشانهای مارپیچی را نشان می دهند [شکل (۹-۲۱)]. همان طور که از هسته به طرف خارج نگاه می کنیم، در ابتدا منحنی ها با شیب تندی بالا می روند. (این نتیجه از مدارهای کپلری قابل انتظار است زیرا برآمدگی در میان قسمت عمده تراکم جرم قرار دارد.) شکل تعجب برانگیز این است که منحنی ها تا فواصل دور از هسته تخت می شوند، اما آنها کاهش نمی یابند. این حقیقت دلالت بر آن دارد که کسر عمده ای از جرم در نواحی داخلی قرار ندارد بلکه در هاله می باشد. عوض اینکه  $M(r)$  به مقدار ثابتی میل کند، به نظر می رسد که دارای شکل  $M(r) \propto r$  است. اگر منحنی چرخش کهکشان خودی نمایانگر منحنی های چرخش دیگر کهکشانها باشد و لذا تا فاصله  $60 \text{ kpc}$  تخت بماند، آنگاه جرم کل آنها  $7 \times 10^{11} M_{\odot}$  خواهد شد!



شکل ۲۱-۹. منحنی‌های چرخش برای کهکشانهای مارپیچی. به چگونگی مسطح شدن تمام آنها تا فواصل دور از هسته‌هایشان توجه کنید. (انتخاب شده از نمودار ترسیم شده توسط وی. رابین<sup>۱</sup>، دبلیو. کی. فورد، جنیور<sup>۲</sup>، و.ان. تونارد<sup>۳</sup>)

روش دینامیکی دیگری می‌تواند برای کهکشانهای دوتایی بکار برده شود. درست مانند ستارگان دوتایی مرئی، می‌توانیم شکل نیوتونی قانون سوم کپلر [بخش ۱-۴ (ب)] را برای تعیین جرم به شرط معلوم بودن فاصله، اندازه زاویه‌ای مدار، دوره تناوب، و موقعیت مرکز جرم آنها را به کار ببریم. بنابراین نمی‌توانیم اجرام کهکشانهای دوتایی را جداگانه پیدا کنیم. تمام آن چه را که می‌توانیم اندازه بگیریم سرعتهای شعاعی و جدائی‌هایشان می‌باشند؛ نمی‌دانیم در چه قسمتی از مدار کهکشانها هستیم یا تمایل مدار چه اندازه است، و بنابراین هم چنین از سرعتهای واقعی مداری اطلاعی نداریم. بهر صورت، اگر نمونه بزرگی از کهکشانها را مورد بررسی قرار دهیم، و فرض کنیم که مدارهایشان تقریباً دایره‌ای می‌باشند و آنها به طور اتفاقی در امتداد خط دید ما جهت‌دار می‌باشند، آنگاه می‌توانیم از این دادهها اجرام متوسط کهکشانهای نمونه را تخمین بزنیم. در تجسسی از ۲۷۹ سیستم دوتایی، اغلب مارپیچی، از انتقال دوپلری خط ۲۱cm برای تعیین سرعتهای شعاعی استفاده شده است. این روش جرم متوسط  $10^{11} M_{\odot}$  را برای این مارپیچی‌ها بدست داده است [بازاء  $H_0 = 75 \text{ km/s.Mpc}$ ، بخش (۲-۲۲) را به بینید].

تاکنون اجرام کهکشانی را توسط دو روش متفاوت تخمین زده ایم. روش اول بر پایه تابندگی و با فرض نسبت جرم به نور تقریباً واحد برحسب واحدهای خورشیدی بود. این بدان معناست که فرض می‌کنیم با اجتماع تقریباً  $1M_{\odot}$  از مواد در یک کهکشان به طور تقریبی تابندگی  $1L_{\odot}$  را در بر می‌گیرد. به وضوح این فرض به طور کامل نمی‌تواند درست باشد؛ اجرام تاریک نظیر گرد و غبار، سیارات، دنباله‌دارها، و سیارکها همگی در جرم مشارکت دارند بدون اینکه به تابندگی چیزی را بیافزایند. اگر منظومه شمسی ما یک نمونه باشد، آنگاه مشارکت جرم از این اجرام در مقایسه با ستارگان کوچک خواهد بود.

روشهای دینامیکی با استفاده از پراکندهای سرعت، منحنی‌های چرخش، و تفاوت‌های سرعت در دو تایی‌ها، تخمین ما از جرم را بدون بالا رفتن تخمینهای تابندگی به طور قابل ملاحظه‌ای بالا می‌برد. بنابراین، مقادیر  $\frac{M}{L}$  برپایه روشهای دینامیکی به مقادیری بین ۵ و ۳۰ برابر مقدار خورشیدی بالا می‌رود. توجه داشته باشید که این موضوع با فرضهایی که اختلاف بین ماریپیچی‌های عادی و میله‌ای با حضور یا عدم حضور یک هاله وزین اما غیر تابان را سبب می‌شوند، هم خوانی دارد.

این تخمینهای جدید از نسبت  $\frac{M}{L}$  مسائلی جدی از درک کهکشانها در میان می‌گذارند. چه نوع جمعیتی از اجرام می‌تواند آنقدر بزرگ باشد که برای ۵ تا ۳۰ برابر جرم تمام ستارگان به حساب آید بدون اینکه هیچ نوری تولید کند؟ آیا آن ممکن است گرد و غبار (نه، زیرا هاله‌ها شفاف هستند ولی گرد و غبار نمی‌باشد)، سیارکها، دنباله دارها، کوتوله‌های قهوه‌ای، سیاه چاله‌ها باشند؟ تمام اینها غیرممکن است درک ما را از اینکه چگونه ستارگان شکل می‌گیرند و تحول پیدا می‌کنند کامل نماید.

بعد از تحلیل همه اینها، آیا می‌توانیم به پرسش کهکشانها چه هستند، پاسخ دهیم؟ آنها مطمئناً سیستم‌های خودگرانشی هستند که می‌توانیم بعضی از پدیده‌های بسیار آشنا را در آنها مشاهده کنیم؛ حرکت ستارگان در مدارهای غیرقابل درک، سرچشمه گرفتن تابش‌های الکترومغناطیسی به اشکال گوناگون از منابع غیرقابل مفهوم (اکثرأً)، و الگوهای تحولی از چرخه‌های تولد و مرگ را می‌بینیم. برای قسمت عمده آنها، اشکالی از کهکشان‌ها که به وضوح تاکنون درک نشده‌اند، حداقل به نظر می‌رسد با اندکی کار بیشتر توسط مشاهده گران و نظریه پردازان برای فراگیری قابل جوابگوئی باشند. عمده‌ترین معما به درک ماده تاریک مربوط می‌شود. در فصلهای بعد خواهیم دید که مساله تنها پیچیده‌تر می‌شود، و حل تنها مرموزتر می‌شود. ماده تاریک، حقیقتاً مساله اصلی در درک جهان می‌باشد.

## مفاهیم و معادلات کلیدی

اجرام کهکشان از  $10^5$  تا  $10^{12} M_{\odot}$  می باشد.

کهکشانهای بیضوی دارای

۱. ستارگان پیر

تابندگی های کهکشان از  $3 \times 10^5$  تا  $10^{11} L_{\odot}$  می باشد.

۲. گرد و غبار و گاز کم

۳. هیچ شکل گیری ستاره ای در حال حاضر

کهکشانهای عادی کمتر از  $\frac{10^{23} J}{S}$  نشر پیوستار

$$4. \log I(r) \propto r^{-1/4}$$

رادیوئی تولید می کنند، که عموماً به مقدار

شکل گیری ستاره ای مربوط می شود.

کهکشانهای مارپیچی دارای

۱. ستارگان جوان و پیر

ارتباطی قوی بین تابندگی های رادیویی و

۲. ۲۰-۳۰ درصد (با جرم) گرد و غبار و گاز

فروسرخ وجود دارد.

۳. شکل گیری ستاره ای جاری - عموماً در

بازوهای مارپیچی واقع است.

از تحلیل قسمت تخت منحنی های چرخش و

$$4. \log I(r) \propto r^{-1/4}$$

تندی های مداری کهکشانهای دوگانه، حضور

$$5. I(r) = I_0 e^{-\alpha r}$$

ماده تاریک را نتیجه می گیریم.

## مسائل

۱. کهکشان ما و کهکشان زن به زنجیر بسته ( $M_{31}$ ) کم و بیش سنگینترین اعضاء گروه محلی

می باشند. اگر این دو کهکشان گول یک سیستم دوتایی را تشکیل دهند و برگرد یکدیگر در

مدارهای دایره ای بگردند، آنگاه محاسبات زیر را انجام دهید.

(الف) فاصله کهکشان خودی از مرکز جرم سیستم

(ب) دوره تناوب مداری

محاسبات مشابهی را برای جفت  $M_{32}$  و  $M_{31}$  انجام دهید.

۲. با استفاده از منحنی های چرخش در شکل (۲۱-۹)، اجرام  $NGC 4378$  و  $NGC 6644$  را

حساب کنید.

۳. خورشید حول کهکشان خودی در شعاعی حدود  $8/5$  کیلو پارسک می‌گردد. در زمانی حدود  $110$  میلیون سال از هم اکنون، خورشید در طرف دیگر کهکشان خودی خواهد بود. کهکشانهای نزدیک به نظر می‌رسند که در آسمان نسبت به کهکشانهای زمینی دور جابه‌جا شده‌اند - اختلاف منظر کهکشانی. تعداد پارسکها در "یک ثانیه کهکشانی" یعنی فاصله یک کهکشان که اختلاف منظر کهکشانی آن یک ثانیه است، چقدر می‌باشد؟

۴. بر اساس عکسها و متن این فصل،  $I(r)$  را برحسب  $r$  برای (الف) کهکشان E و (ب) کهکشان S۰ فرضی رسم کنید. چه فرضیهایی بایستی بنمائید؟ نمودار یک کهکشان Sa با نمودار دوم شما در چه چیزی متفاوت خواهد بود؟ آیا می‌توانید از لگاریتم برای یک یا هر دو محور استفاده کنید؟

۵. قطر زاویه‌ای برحسب فاصله (برحسب Mpc) را برای کهکشانی به قطر خطی  $30000$  pc رسم کنید. در چه فاصله‌ای کهکشان زاویه  $\alpha = 4''$  را می‌پوشاند؟

۶. با استفاده از داده‌های مساله ۵، در مورد توانایی دسته‌بندی دقیق ریخت‌شناسی کهکشانها در فواصل  $10$ ،  $100$  و  $1000$  مگا پارسک بحث کنید. داده‌ها را با قدرت تفکیک "۱ فرض نمائید. کدام نوعها برای دسته‌بندی ساده‌تر هستند؟ کدامیک سخت‌ترند؟

۷. با عنایت به الگوی شکل‌گیری کهکشانی یک ابرگازی فروریزی، مشاهدات جمعیت ستارگان هاله (جمعیت II) را که حاوی فراوانی فلزی کم و اجرام جمعیت قرص (جمعیت I) با فراوانی فلزی کم قرصهای نازکتر را تعریف می‌کنند، مورد بحث قرار دهید.

۸. به طور کیفی بحث کنید که چرا می‌دانیم مقادیر زیاد گرد و غبار برای نسبت بالای  $\frac{M}{L}$  کهکشانها که توسط روشهای دینامیکی بخش (۲۱-۵ ج) پیدا شده‌اند، محسوب نمی‌شوند.

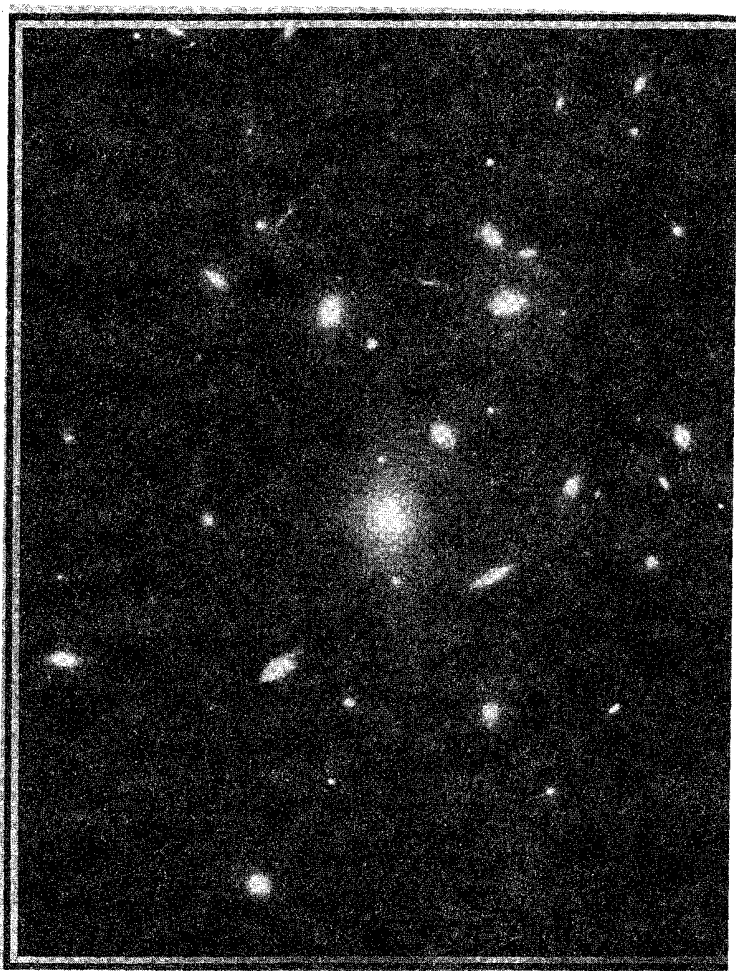
۹. چه تعداد کوتوله قهوه‌ای با  $M \approx 10^{-3} M_{\odot}$  لازم است تا نسبت  $\frac{M}{L} = 10$  را برای کهکشان ما نتیجه بدهد؟

۱۰. فرض کنید که تلسکوپ هابل اخیراً کهکشانی به نام وست فال<sup>۱</sup> را مشاهده کرده است. اگر این کهکشان در جهت  $b = 30^\circ$  و  $l = 20^\circ$  دارای قطر مشاهده شده  $4'' \times 6''$  باشد، از نوع Sc است که دارای انتقال به قرمز  $cz = 12500 \text{ km/s}$  و قدر مشاهده‌ای  $B = 16/5$  می‌باشد، قدر مطلق  $M_B$  آن چقدر است؟

۱۱. کهکشان چرخ دوار <sup>۱</sup> ( $M_{33}$ )، هم چنین کهکشان سه گوشه <sup>۲</sup> نامیده می شود) از روبه رو تقریباً یک کهکشان ماریچی و نزدیک ( $D = ۶۹۰ \text{ kpc}$ ) می باشد.
- (الف) همان طور که  $M_{33}$  از روی زمین دیده می شود، چند پارسک به ابعاد زاویه ای  $۱''$  مربوط خواهد بود؟
- (ب) اگر منحنی چرخش آن شبیه کهکشان NGC۷۶۶۴ [شکل (۲۱-۹)] SC باشد، دوره تناوب گردشی ستاره ای به فاصله  $۱۰ \text{ kpc}$  از مرکز  $M_{33}$  چقدر است؟
- (ج) سرعت ستاره در قسمت (ب) برحسب پارسک برسال چقدر است؟
- (د) بعد از اینکه ستاره  $۱۰۰$  سال در حرکت باشد، چه اندازه برحسب ثانیه قوسی دورتر بنظر می رسد؟
- (ه) اگر ستاره شناسان بتوانند موقعیت ها را با دقت  $۰/۰۱''$  اندازه بگیرند، توضیح دهید که چه مدت طول خواهد کشید قبل از اینکه حرکت ویژه ستاره فوق در  $M_{33}$  به سهولت آشکارسازی شود؟
۱۲. ستاره ای را در میدان یک کهکشان بیضوی مشاهده می کنید و می خواهید تعیین کنید که آیا ستاره عضوی دائمی از این کهکشان است، یک شئی در حال فرار از کهکشان می باشد، یا یک ستاره زمینه در کهکشان خودی می باشد. طیف ستاره را مشاهده می کنید و در می یابید که خط  $H_{\alpha}$  ( $\lambda_0 = ۶۵۶/۳ \text{ nm}$ ) طول موج مشاهده ای  $۶۵۶/۹ \text{ nm}$  دارد. کهکشان دارای جرم  $۱۰^{۱۲} M_{\odot}$  و شعاع  $۱۰ \text{ kpc}$  است. چه استنتاجی دارید؟
۱۳. چندین امکان (گرد و غبار، دنباله دارها یا سیارکها، کوتوله های قهوه ای، سیاه چاله ها) در این فصل به عنوان منابع غیر محتمل ماده تاریک در کهکشانها پیشنهاد شده اند. توضیح دهید چرا هر یک از این رده از اجرام برای ماده تاریک بودن غیر ممکن می باشند.
۱۴. کهکشان NGC۵۰۵۵ به عنوان SbcII - III دسته بندی شده است. قدر ظاهری B آن برابر  $۹/۳۰$  است و در طول کهکشانی  $l = ۱۰۶^{\circ}$ ، عرض کهکشانی  $b = ۷۵^{\circ}$  واقع می باشد. قمرگرایی آن  $۵۵ \text{ km/s}$ ، و نسبت محور مشاهده شده آن  $۰/۶$  است. برای کهکشانهای SC، نسبت محور از نیم رخ برابر  $۰/۱۳$  است. با استفاده از اصلاحات صحبت شده در بخش (۲۱-ب)، قدر مطلق B اصلاح شده از روبروی این کهکشان چقدر است؟ آیا اصلاح K هیچ دخالت عملی دارد؟

## فصل بیست و دوم

### قانون هابل و مقیاس فاصله



بر این باوریم که جهان سه بعدی است، اما ستاره‌شناسان فقط دو بعد را به سهولت اندازه‌گیری می‌کنند. به وضوح، این دو بعد مختصات شرق - غرب و شمال - جنوب یکی شئی در آسمان می‌باشند. مبالغه‌ای در میان نیست که بیان کنیم، به طور تاریخی، مهمترین کار در اخترفیزیک جهش‌های عظیمی در درک ما به هنگام یافتن روش جدیدی بوده است که بتوانیم اندازه‌گیری‌های



بعد سوم را به طور برجسته‌ای توسعه دهیم، فاصله.

تا قبل از قرن بیستم، مهمترین کار مربوط به فاصله نتیجه‌ای بود از (۱) کار کپرنیک و کپلر که مقایسه و دینامیک منظومه شمسی را به ما نشان دادند و (۲) کار بسل<sup>۱</sup> که او برای اولین بار اختلاف منظرهای مثلثاتی ستارگان را اندازه گرفت، و این عمل منجر به درک این موضوع شد که جهان بیشتر از حجمی که سیستم سیاره‌ای ما اشغال نموده است، حجیم می‌باشد. در این فصل به بحث در مورد دو روش دشوار و مهم خواهیم پرداخت: (۳) استفاده از قانون دوره تناوب - تابندگی ستارگان متغیر قیقاووسی و (۴) قانون هابل. این قوانین به ما اجازه می‌دهند که ابعاد بیکران و دینامیک جهان را ارزیابی کنیم.

## ۲۲-۱ رابطه دوره تناوب - تابندگی برای قیقاووسی‌ها

قیقاووسی‌ها را در فصل ۱۸ معرفی کردیم. در اینجا در مورد اهمیت آنها برای درک کهکشانها و جهان بحث خواهیم کرد.

هریتا لیویت<sup>۲</sup> رابطه دوره تناوب - تابندگی را در سال ۱۹۱۲ م. برای متغیرهای قیقاووسی واقع در ابرماژلان کوچک کشف کرد. اکنون تشخیص می‌دهیم که SMC یک کهکشان کوچک و نزدیک است که از راه شیری مجزا می‌باشد و بدور آن می‌گردد، اما او در آن زمان این مطلب را نمی‌دانست. بهر صورت، او به درستی فرض کرد که ستارگان SMC همگی تقریباً به یک فاصله از زمین هستند، و این موضوع برای کشف بحرانی می‌باشد. برای رابطه دوره تناوب - تابندگی هنگامی که تمام ستارگان متغیر تقریباً به یک فاصله از ما باشند رابطه دوره تناوب - قدر ظاهری نیز برقرار است. هارلو شاپلی<sup>۳</sup> با مدرج کردن رابطه  $P-L$  آن را کاربردی نمود و سپس آن را برای تجزیه و تحلیل ابعاد و شکل راه شیری مورد استفاده قرار داد.

با استفاده از تلسکوپ ۱۰۰ اینچ مانیت ویلسون<sup>۴</sup>، ادوین هابل<sup>۵</sup>، سحابی بزرگی در زن به زنجیر بسته را برای پیدا کردن متغیرهای قیقاووسی مورد بررسی قرار داد. او نتایج را در سال ۱۹۲۴ م. اعلام کرد. این نتایج اولین قسمت از کشف‌های عظیم هابل بود، او دریافت که قیقاووسی‌ها در زن به زنجیر بسته بسیار دورتر از آنهایی بودند که در قسمتی از راه شیری یا در

1- Bessel

2- Heneritta Leavitt

3- Harlow Shapley

4- Mt. Wilson

5- Edwin Hubble

SMC وجود داشتند، در نتیجه استنتاج کرد که زن به زنجیر بسته بایستی یک کهکشان مجزا باشد. بحث طولانی مربوط به طبیعت سحابی‌های مارپیچی باتمام رسید - آنها آن طوری که شاپلی قبلاً استدلال می‌کرد، مولفه‌های راه شیری نبودند. بلافاصله، مقیاس وسیع جهان واضح شد. مارپیچی‌ها نظیر زن به زنجیر بسته در عکسهای حاصل از کم نورترین تصاویر قابل آشکارسازی، دیده شدند. درک ما از جهان مربوط به مقیاس از حداکثر یک میلیون سال نوری به حداقل بیلیونها سال نوری تغییر کرد.

## ۲۲-۲ قانون هابل

در آخرین فصل، بعضی از نتایج مهم طیف‌سنجی نوری را مورد بررسی قرار دادیم، اما عمده‌ترین نتیجه، قانون هابل، را برای این فصل نگه داشتیم، زیرا مفاهیم آن بسیار عمیق می‌باشند. شبیه به اغلب کشفیات، کار هابل نیز بر پایه کار ستاره‌شناسان قبلی استوار بود؛ در این حالت به وی.ام. اسلیفر<sup>۱</sup> و کی. لوندمارک<sup>۲</sup> مربوط می‌شد. تا سال ۱۹۱۲ م. اسلیفر دریافته بود که انتقال‌های دوپلری دیده شده در سحابی‌های مارپیچی اغلب بیشتر از بیشینه  $300 \text{ km/s}$  پیدا شده برای ستارگان منفرد راه شیری بودند. قبل از نمایش هابل که سحابی‌های مارپیچی کهکشان بودند، اندازه بزرگ سرعت‌های شعاعی یکی از نکات اصلی بود که برای بحث‌های راجع به طبیعت مارپیچی‌ها بکار می‌رفت.

مقاله سال ۱۹۲۹ م. که در آن هابل رابطه‌ای را که اکنون قانون هابل می‌نامیم، اعلام کرد به دنبال دفاع سنتی طولانی لوند مارک از این موضوع بود که کهکشانهای مارپیچی برای پیدا کردن حرکت خورشید نسبت به چهارچوب سکون مفروضی بکار می‌رفت. حلهای حرکت خورشیدی نه تنها شامل جملات وابسته به جهت بلکه حاوی جملاتی مربوط به فاصله نیز بودند. کشف هابل مربوط به تعیین ضریب جمله فاصله، غیر صفر بودن قطعی آن را اعلام کرد.

یک کهکشان را در فاصله  $d$  در نظر بگیرید. اگر این کهکشان خطی طیفی در طول موج  $\lambda_0$  گسیل کند و ما این خط را در طول موج  $\lambda$  (بیشتر) آشکارسازی کنیم، آنگاه قرمزگرایی به صورت زیر تعریف می‌شود

$$z = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \quad (1-22)$$

(توجه داشته باشید که اگر شئی در حال نزدیک شدن به ما باشد  $\Delta\lambda$  منفی می شود؛ این حالت یک انتقال به آبی خواهد بود.) اگر تغییر در طول موج به عنوان یک انتقال دوپلری سرعت تعبیر شود، آنگاه تندی دور شدن کهکشان مشاهده شده برابر است با

$$v = c \left( \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \right) = cz \quad (2-22)$$

که  $c$  تندی نور می باشد. با استفاده از قدر ظاهری کهکشان برای اندازه گیری فاصله آن، هابل رابطه زیر را کشف نمود.

$$cz = Hd \quad (2-22 \text{ الف})$$

که  $H$  ثابت هابل است؛ از مقایسه معادله (۲-۲۲ الف) با معادله (۲-۲۲)، شکل دیگری از قانون هابل را بدست می آوریم:

$$v = Hd \quad (2-22 \text{ ب})$$

به طور معمول قانون هابل به اشکال متنوعی نمایش داده می شود. شکل (۱-۲۲) عکسهای از تصاویر کهکشانها را همراه با طیف های آنها از اشیاء دریازه وسیعی از انتقالهای به قرمز نشان می دهند. شکل (۲-۲۲) مستقیماً  $v$  را بر حسب  $d$  برای همان کهکشانها ترسیم کرده است. به شیب خط که ثابت هابل است، توجه کنید.

### (الف) انتقال به قرمز، فاصله، و عمر جهان

چرا این عبارت ریاضی ساده [معادلات (۲-۲۲ ب) و (۲۸-۷)] اینقدر مهم است؟ پاسخهای فراوانی وجود دارند. اول، آن یک روش جدید تعیین - فاصله می باشد. هابل از فواصل تعیین شده به روشهای دیگر برای کشف قانون و تنظیم آن استفاده کرد، اما به محض اینکه درجه بندی آن مشخص شود، آن می تواند معکوس شود تا تخمین فاصله را بر پایه انتقال به قرمز یک کهکشان بدست دهد. اجازه دهید معادله (۲-۲۲ الف) را مجدداً مرتب کنیم تا نتیجه شود

$$d = \frac{cz}{H} \quad (2-22 \text{ ج})$$

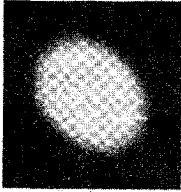
آنگاه، برای مثال، اگر  $z = 0.1$ ،

$$\begin{aligned} d &= (0.1) (3 \times 10^5 \text{ km/s}) / (50 \text{ km/s.Mpc}) \\ &= 600 \text{ Mpc} \end{aligned}$$

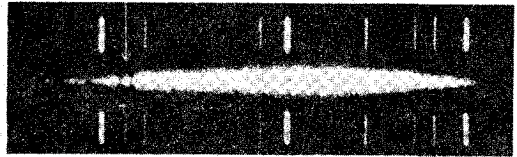
فاصله بر حسب میلیون  
پارسک  
(Mpc)

سرعت‌های شعاعی بر حسب km/s

خوشه کهکشانی در

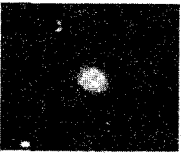


63  
(19)

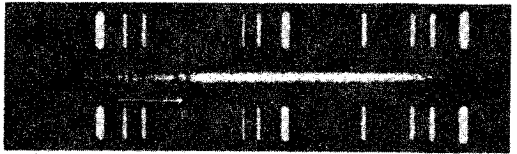


1210

سنبله

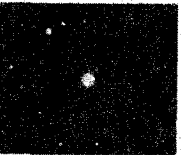


990  
(300)

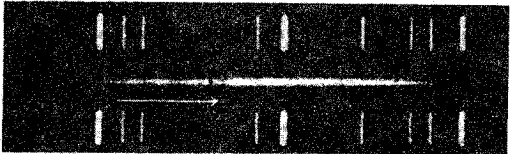


15,000

دب اکبر



1440  
(430)

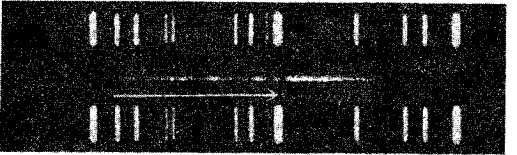


21,600

تاج بریالیس

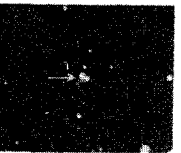


2740  
(770)

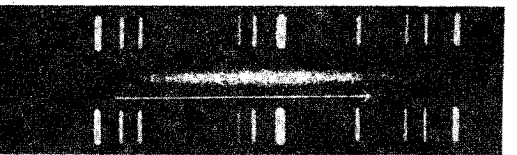


39,300

عواء



3960  
(1200)



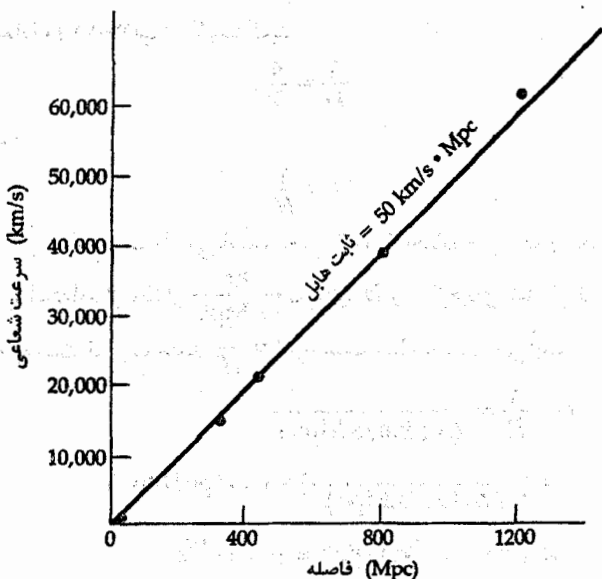
61,200

مار

شکل ۲۲-۱. انتقال‌های به قرمز و فواصل برای کهکشانها. پیکانه‌های سفید در طیف‌های طرف راست انتقال به قرمز خطوط H و K کلسیم را نشان می‌دهند. فواصل بر پایه ثابت هابل  $50 \text{ km/s.Mpc}$  می‌باشند. (رصدخانه پالومار، انستیتوی فن‌آوری کالیفرنیا)

یا برابر  $300 \text{ Mpc}$  اگر  $H = 100 \frac{\text{km}}{\text{s.Mpc}}$  باشد. دومین جنبه مهم قانون هابل این است که تقریباً تمام کهکشانها دارای طیف‌های انتقال یافته به قرمز می‌باشند. (تنها انتقالات به آبی ناشی از چند

کهکشان نزدیک هستند که یا به علت حرکات اتفاقی کوچک آنهاست و یا به علت حرکت مداری چهارچوب مرجع زمین حول مرکز راه شیری می باشد. بنابراین، کهکشانها در حال پرواز و دور شدن از یکدیگر می باشند - جهان در حال انبساط است. جنبه سوم مربوط می شود به؛ کهکشانها در فواصل دورتر سریعتر از کهکشانهای نزدیک به ما در حال حرکت هستند. این اثر بیش از آنکه به معنای شتاب باشد، مربوط به انبساط یکنواخت است.



شکل ۲۲-۲. قانون هابل. نمودار ترسیم شده در اینجا کهکشانهای نشان داده شده در شکل ۲۲-۱ می باشد.

تاکشف هابل، اساساً تمام عقاید فلسفی مربوط به حالت دینامیکی جهان اینگونه بود که آن را ساکن می پنداشتند - نه منبسط می شود و نه منقبض. در واقع، برای نجات نظریه نسبیت عام اینشتن سال ۱۹۱۶ م. ثابت کیهان شناختی مشهور [بخشهای (۲۵-۲) (ب)) و (۲۶-۵) را ببینید] به آن افزوده شد. اینشتن تشخیص داد که معادلات او به خوبی یک جهان دینامیک و فعال را توصیف می کنند اما در آن زمان بر این باور نبودند که چنین چیزی ممکن است.

تاکید می کنیم که رابطه ساده معادله (۲۲-۳) فقط برای کهکشانهای نزدیک با  $z$  کوچک برقرار می باشد. برای مقادیر  $z$  بزرگتر از  $0.8$ ، آثار کیهان شناختی برای تبدیل انتقال به قرمز به فاصله مهم می شود. برای یک جهان تخت، رابطه مناسب عبارت است از

$$d = cz \left(1 + \frac{z}{4}\right) / H(1+z)^2 \quad (22-3)$$

اکنون قابل هابل، معادله (۲۳-۳ ب)، را با رابطه زمان - فاصله برای حرکت در تندی ثابت مقایسه می‌کنیم. این رابطه بدین صورت است

$$d = Vt$$

بنابراین

$$t = \frac{d}{V}$$

این نتیجه را با معادله (۲۲-۳ ب) مقایسه کنید

$$\frac{1}{H} = \frac{d}{V}$$

که دلالت دارد بر

$$t = \frac{1}{H} \quad (۲۲-۴)$$

$t$  عبارت از زمان از شروع انبساط می‌باشد، یعنی "عمر" جهان - به طور معمول زمان هابل نامیده می‌شود. با استفاده از مقدار  $50 \frac{\text{km}}{\text{s.Mpc}}$  برای  $H$  و سازهای تبدیل تا هر چیزی را به واحدهای مشابه بدست آوریم، مقدار  $t = \frac{1}{H}$  برحسب سال بدست می‌آید:

$$\begin{aligned} t &= \frac{1}{H} = \frac{1}{50 \text{ (km/s.Mpc)}} \\ &= \left[ \frac{1}{(50 \text{ km/s.Mpc})} \right] \times (10^6 \text{ pc/Mpc}) \\ &\times (3 \times 10^{13} \text{ km/pc}) = 6 \times 10^{17} \text{ s} \\ &= (6 \times 10^{17} \text{ s}) / (3 \times 10^7 \text{ s/year}) = 2 \times 10^{10} \text{ سال} \end{aligned}$$

روش بسیار ساده ما از تخمین عمر جهان کاملاً صحیح نیست. آن برای حالت کندشدن پاسخگو نیست. می‌توان تخمینهای دقیقتری برای الگوهای ارائه شده (فصل ۲۵ را به بینید) بدست آورد. یک محاسبه نمونه تخمین عمری حدود ۷۰-۶۰ درصد از مقدار معادله (۲۲-۴) بدست می‌دهد.

### (ب) پارامتری کردن معادلات با $H$

اخیراً، عدم قطعیت قابل ملاحظه‌ای بین مقادیر مختلف ثابت هابل وجود دارد، اکثر معادلاتی که به وفور مورد استفاده قرار می‌گیرند هر یک دارای عدم قطعیت می‌باشند. بنابراین، اکثر ستاره‌شناسان معادلات خود را به صورت پارامتری تعریف شده زیر می‌نویسند

$$H = 100h \frac{\text{km}}{\text{s.Mpc}}$$

اکنون  $h$  پارامتری است که مقداری در بازه  $0.5 < h < 1.0$  دارد.

اجازه دهید به چند مثال نظری بیااندازیم. معادله (۲۲-۳) ج) به صورت زیر در می‌آید

$$d = \frac{cz}{H} = 0.01 \text{ } v h^{-1} \text{ Mpc} \quad (5-22)$$

که  $cz = v$  انتقال به قرمز برحسب سرعت نمونه با واحد  $\frac{\text{km}}{\text{s}}$   $10^3$  می‌باشد.

به طور مشابه، معادله (۲۲-۴) می‌شود

$$t = \frac{1}{H} = 1 h^{-1} \times 10^{10} \quad (6-22)$$

این اشکال جدید معادلات ارزیابی‌های ساده را اجازه می‌دهند. توجه کنید که بازا  $h = 1$ ،  $(H = 100 \frac{\text{km}}{\text{s.Mpc}})$ ،  $t$  فقط  $10^{10}$  سال است، و از عمر خوشه‌های کروی بدست آمده کمتر می‌باشد.

### (ج) معنای فیزیکی انبساط کیهانی

اگر هیچ شتابی در حرکات کهکشانه رخ نداده باشد، زمان هابل که هم اکنون محاسبه شد عبارت از زمانی در گذشته است که در آن هنگام در شروع انبساط تمام کهکشانه با هم جمع شده بودند. این واقعه را انفجار بزرگ می‌نامیم. توجه داشته باشید که انفجار بزرگ در یک زمان خاص صورت گرفت و نه در مکانی خاص، زیرا در انفجار بزرگ تمام قسمت‌های جهان به هم نزدیک بودند. از آن زمان به بعد، جهان انبساط یافته است - نه در درون فضای "خالی": فضا همان طور که زمان سپری می‌شود، انبساط پیدا می‌کند. کهکشانه به سهولت به عنوان علائم تابان این انبساط عمل می‌کنند. بنابراین، انتقال به قرمز کهکشانه که به طور معمول انتقالات دوپلری نامیده می‌شوند، واقعاً این گونه نیستند. آنها ناشی از فواصل متفاوت علائم کیهانی ما، کهکشانه، در زمانهای مختلف در تاریخچه جهان می‌باشند. انبساط دلالت بر این ندارد که ما در مرکز جهان قرار داریم. اگر انبساط یکنواخت باشد، آنگاه ناظری واقع بر یک کهکشان دیگر، همان قانون هابل را مشاهده خواهد کرد.

سرانجام، باید تشخیص داد که  $H$  واقعاً یک ثابت نیست؛ آن بایستی به علت آثار گرانشی کهکشانه بر یکدیگر با زمان تغییر کند. عموماً،  $H$  با پیر شدن جهان کاهش می‌یابد. مقادیر یادآوری شده  $H$  در این فصل برای وضعیت فعلی، دوران ما، می‌باشد؛ آنها معمولاً به صورت  $H_0$  نوشته می‌شوند.

### (د) ارزیابی ثابت هابل

مساله در پیدا کردن  $H$  به پیدا کردن دقیق فاصله  $d$  بر می‌گردد، زیرا انتقال به قرمز  $z$  به خوبی اندازه‌گیری می‌شود. (عدم قطعیت‌های نمونه در تعیین انتقال به قرمز یک کهکشان در بازه‌ای از حدود  $100 \text{ km/s}$  برای شئی مشاهده شده‌ای با روشنایی سطحی کم در طول موجهای نوری، تا

۱ km/s برای اشیاء مشاهده شده نمونه آخر در خط ۲۱cm توسط یک تلسکوپ رادیویی قرار می‌گیرند. بنابراین مقدار  $H$  چقدر است؟ اساساً، تاکنون آن را با سازه‌ای بهتر از ۲ نمی‌دانیم! تخمینها در ده سال اخیر در بازه ۵۰ تا  $100 \frac{\text{km}}{\text{s.Mpc}}$  قرار دارند.

## ۲۲-۳ فواصل تا کهکشانها - مقیاس فاصله

### (الف) ساختن مقیاس

تاکنون اهمیت مقیاس فاصله را دیده‌ایم، اجازه دهید به طور مشروح‌تر تجربه کنیم که چگونه پایه‌گذاری شده و عدم قطعیت‌های آن چه پیامدهایی بر معلومات ما راجع به جهان گذاشته است. مقیاس فاصله از اندازه‌گیری‌های مستقیم سیارات و ستارگان نزدیک توسط فنون مختلف حتی با بعضی از روشهای کاملاً دقیق که برای کهکشانهای بسیار دور بکار برده شده‌اند، راه اندازی شده است. برای کهکشانها، بایستی عموماً روشهای غیرمستقیم مربوط به روشنایی اشیاء و قانون عکس مربع شدت تابش را بکار ببریم. در اینجا هدف این است که اشیاء بسیار تابان ممکن را که بتوانند از فواصل بسیار دور دیده شوند، درجه‌بندی کنیم.

توسط روشهای سنتی توصیف شده در جدول (۲۲-۱) و شکل (۲۲-۳)، فرآیند درجه‌بندی به طور محلی در منظومه شمسی شروع می‌شود و با گامهایی پیشرفت پیدا می‌کند تا در سراسر کهکشان خودی، نزدیکترین کهکشانها به ما [گروه محلی نامیده می‌شود؛ بخش (۲۳) (ب)]، و کهکشانهای دورتر گسترش یابد. اشیاء روشتر از قدر مطلق صفر به عنوان شاخص‌های فاصله برای کهکشانهای داخل گروه محلی مورد استفاده قرار می‌گیرند. روش تطبیق دادن رشته اصلی خوشه کهکشانی حتی برای کهکشانهای نزدیک مفید نمی‌باشد، اما این روش درجه‌بندی ستارگان روشن نظیر ستارگان OB و قیقاووسی‌های کلاسیکی را اجازه می‌دهد. اگر چه روش‌های سیاهه شده در نیمه دوم جدول (۲۲-۱) به ما اجازه می‌دهند فواصل تا کهکشانها با مدول‌های فاصله بزرگ را بدست آوریم، اما این شاخص‌های فاصله بسیار نسبت به آنهایی که در نیمه اول جدول آورده شده‌اند، کمتر قابل اعتماد می‌باشند. قدرت روشهای سیاهه‌بندی شده در نیمه دوم جدول در روشنی بسیار زیاد اشیاء و در نتیجه محدودیت بزرگ مدولهای فاصله قرار می‌گیرد. اشیاء روشن می‌توانند به خوبی فواصل کهکشانهای وری گروه محلی تا خوشه‌های بزرگ دیگر از کهکشانها نظیر خوشه گیسو را بدست دهند. آمار مربوط به این خوشه‌ها تابندگی‌های (قدرهای مطلق) روشترین کهکشانها در یک خوشه و تابع تابندگی درون یک خوشه را به ما می‌دهد. اگر چه مقداری تغییر از یک خوشه به خوشه دیگر وجود دارد، اما آمار به اندازه کافی برای تعیین فاصله با تقریب اول مناسب می‌باشد. گروه‌گرد شدن



مجزا در بعضی از تابندگی‌های معین ظاهر می‌شود؛ مثلاً، روستترین کهکشان در یک خوشه بزرگ تقریباً همیشه یک بیضوی غول می‌باشد.

کدام یک از کهکشانها به عنوان استانداردهای مفید بکار می‌روند؟ نامزدها اغلب کهکشانهای مارپیچی ابرغول با هسته‌های کوچک و بازوهای مارپیچی پخش شده می‌باشند، یعنی، کهکشانهای SCI. ( $M101$  چنین کهکشانی است). چندین گروه قدر مطلق چنین کهکشانهایی را در حدود  $21/2-$ ، یا  $L_{\odot} \times 10^{25}$ ، درجه‌بندی کرده‌اند. همان طور که در خوشه‌های دور دیده می‌شود، این کهکشانها به علت تابندگی زیاد و شکل برجسته‌شان نسبتاً برای مشخص کردن آسان می‌باشند. توسط تلسکوپهای معاصر، این کهکشانها به عنوان شمعه‌های استاندارد تا فواصل تقریبی  $400 \text{ Mpc}$  بکار می‌روند. کهکشانهای بیضوی غول نیز مورد استفاده قرار می‌گیرند. مجدداً، تابندگی‌های آنها بایستی توسط ارجاع به بعضی از کهکشان‌های نزدیک یا خوشه‌ها که فاصله‌شان از طریق روشهای دیگر معلوم است، درجه‌بندی شده باشند. توجه داشته باشید که ترازهای پائین تر هرم فاصله [شکل (۲۲-۳)] قویاً بر نتیجه اثر می‌گذارند.

### (ب) جدیدترین روشهای تعیین فاصله

با اصلاح موفقیت‌آمیز مسائل نوری تلسکوپ فضایی هابل، بهره و بهینه‌سازی تجدید نظر شده‌ای وجود دارد که در نتیجه می‌توانیم بعضی از عدم قطعیت‌های مربوط به مقدار ثابت هابل را برطرف نماییم. در اینجا به طور کامل راجع به بعضی از روشهایی که یا اخیراً توسعه یافته‌اند و یا به بکارگیری کامل توانایی‌های HST مربوط می‌شود، بحث می‌کنیم.

اجازه دهید اشکالی را که مطالعه یک نوع خاصی از شئی نجومی را به ویژه برای مقاصد برون کهکشانی مفید می‌سازد، مرور کنیم:

۱. شئی باید باندازه کافی روشن باشد تا در فواصل دور دیده شود.
۲. بایستی آن به سهولت از بیلیونها ستاره زمینه در کهکشان مهمان تشخیص داده شود.
۳. بایستی یک "شمع استاندارد" باشد یا به بیان دیگر بایستی آن با اطمینان درجه‌بندی شده باشد و مستقل از کهکشانی که در آن پیدا شده، خصوصیاتش یکسان باشد.
۴. پراکندگی در فواصل پیش‌بینی شده از خصوصیات آن، بایستی کوچک باشد.

### قیقاووسی‌ها

در بخش (۱۸-۲)، مشاهدات و پایه فیزیکی را برای رابطه  $P-L$  در مورد قیقاووسی‌ها معرفی کردیم. تعیین قدر مطلق یک قیقاووسی از دوره تناوبش و پس از آن توانایی پیدا کرد: فاصله تا

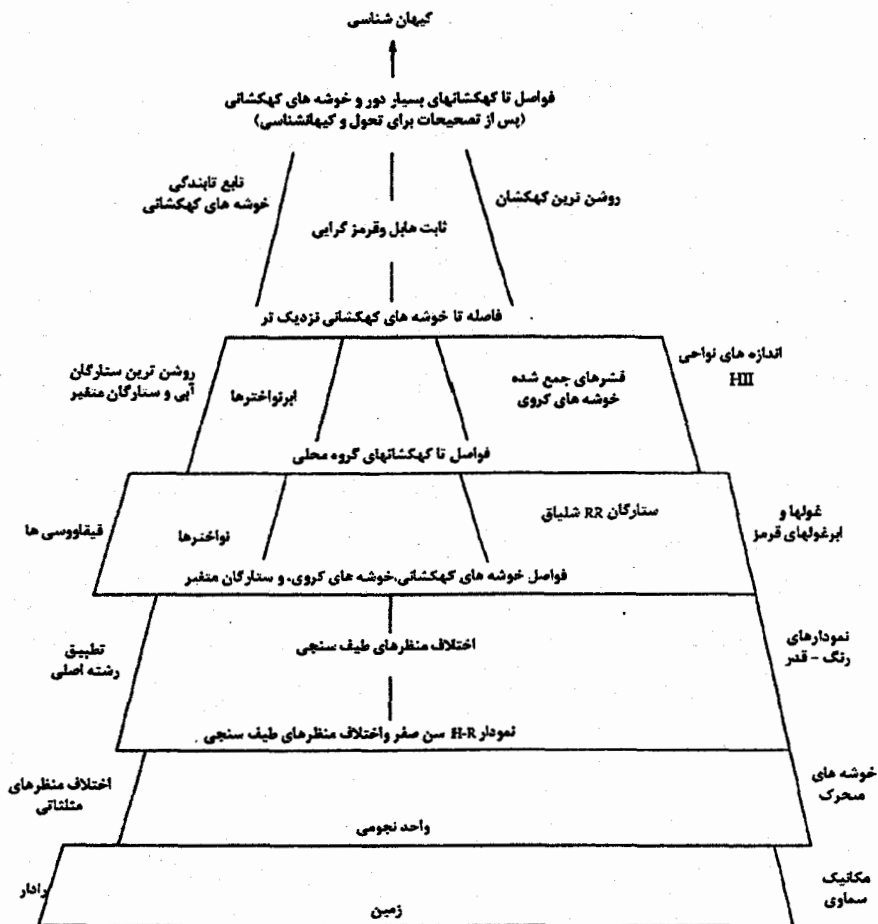
کهکشان مهماندار ستاره از مدول فاصله آن روشی اساسی برای تعیین فاصله برون کهکشانی می باشد.

جدول ۲۲-۱ شاخصهای فاصله

شیء	M <sub>v</sub>	جمعیت	روش	مبنای تنظیم
ستارگان نزدیک خوشه های کهکشانی	$> 0^m$	قرص I	اختلاف منظر مثلثاتی توافق رشته اصلی	تعیین راداری AU اختلاف منظرهای مثلثاتی خوشه های متحرک
ستارگان A-M رشته اصلی پایین تر ستارگان B, O	$> 0^m$ $0^m$ تا $6^m$ -	قرص I	اختلاف منظر طیف سنجی اختلاف منظر طیف سنجی	ستارگان نزدیک متعلق به رشته اصلی اختلاف منظرهای مثلثاتی نمودارهای C-M خوشه کهکشانی نمودارهای C-M خوشه کهکشانی اختلاف منظرهای آماری
ابرغولها ستارگان RR شلیاق	$6^m$ تا $7^m$ - $5^m$ تا $0^+$	I II	اختلاف منظرهای طیف سنجی دوره تناوب از منحنی نوری	نمودارهای C-M خوشه کهکشانی اختلاف منظرهای آماری خوشه های کروی
قیاقووسی کلاسیکی	$5^m$ تا $6^m$ -	I	قانون P-L	اختلاف منظرهای آماری نمودارهای C-M خوشه کهکشانی
ستارگان W سنبله (قیاقووسی های جمعیت II) خوشه های کروی	$0^m$ تا $3^m$ - $5^m$ تا $9^m$ -	II II	قانون P-L قدر جمع شده	اختلاف منظرهای آماری نمودارهای C-M خوشه کروی ستارگان RR شلیاق نمودارهای C-M
نواخترها نواحی HII ابر نواخترها روشن ترین کهکشانها در خوشه های کهکشانی	$8^m$ - $9^m$ - $16^m$ تا $20^m$ - $21^m$ -	قرص I II, I II, I	نوریشینه اندازه زاویهای نوریشینه قدر جمع شده	آهنگ انبساط پوسته کهکشانهای نزدیک کهکشانهای نزدیک کهکشانهای نزدیک
کهکشانها	-	II, I	(الف) روشن ترین کهکشان (ب) پنجمین روشن ترین (ج) متوسط ده تا از روشن ترین قرمزگرایی ثابت هابل (انبساط جهان)	انتقال های دوپلری نزدیک ترین کهکشانها

C-M = رنگ - قدر (H-R) ؛ P-L = دوره تناوب - تایننگی

اختلاف منظرهای آماری روی گروهی از ستارگان با استفاده از یک مؤلفه از حرکتهای مربوط به آنها متوسط گیری می شوند و چنان انتخاب می شوند که توسط حرکت خورشید تحت تاثیر واقع نشوند و بنابراین سرعتهای ویژه آنها تصادفی هستند.



شکل ۲۲-۳. هرم مقیاس - فاصله (مأخوذ از نمودار پی. دبلیو. هوج<sup>۱</sup>)

تجربه کاملتری از ستارگان متغیر نشان می دهد که، در حقیقت، نوار ناپایداری قیقاووسی دارای پهنای محدودی در نمودار H-R می باشد، بنابراین دوره تناوب و تابندگی توابع دقیقی از یکدیگر نمی باشند. به علت اینکه مسیرهای تحولی نظری این ستارگان تقریباً افقی است و این مسیرها می توانند با آهنگهای مختلف برای ستارگان با تابندگی های متفاوت به سرعت طی شوند، لذا نوار ناپایداری ممکن نیست به طور یکنواخت پر شود. به نظر می رسد شواهد از این دید که نوار به خوبی به عنوان لبه ای که در بالا پهن تر از پائین تعریف شده است، حمایت می کند.

این بررسی‌ها منجر به یک تهذیب می‌شود - رابطه  $P-L$  با افزودن جمله رنگ به آن به رابطه  $P-L-C$  گسترش می‌یابد. شکل دقیق آن مورد بحث می‌باشد، اما ام. دبلیو. فیست<sup>۱</sup> و ای. آر. واکر<sup>۲</sup> مثالی به صورت زیر پیشنهاد کرده‌اند

$$\langle M_V \rangle = -3/53 \log_1 P + 2/13 (\langle B_0 \rangle - \langle V_0 \rangle) - 2/13 \quad (7-22)$$

البته، نماد براکت به معنای متوسط گرفتن می‌باشد، اما در این حالت بایستی متوسط برحسب واحدهای شار گرفته شود و سپس به قدر تبدیل گردد. اندیس صفر دلالت بر این دارد که رنگها بایستی قرمزذایی شوند.

متاسفانه، روشهای واقع بر زمین تنها می‌توانند قیقاووسی‌ها را تا فاصله حدود  $4 \text{Mpc}$  مشخص کنند. برای دلائل نشان داده شده در فصل ۲۳، این روش برای تعیین  $H_0$  قابل اعتماد، کافی نمی‌باشد. HST بهبود یافته به توسعه گستره کار قابل اعتماد قیقاووسی به حداقل  $20 \text{Mpc}$  کمک خواهد نمود، که در این گستره خوشه سنبله قرار می‌گیرد. هنوز واقعاً این مقدار کافی نیست، و نیازمند به الحاق روش قیقاووسی اولیه به روشهای ثانویه بحث شده در بخشهای بعد می‌باشیم.

### خوشه‌های کروی

دلایل فراوانی داریم تا باور کنیم که ستارگان جمعیت II پیر از یک کهکشان تا کهکشان دیگر اندکی تفاوت دارند. (این موضوع در مورد ستارگان جمعیت I درست نمی‌باشد زیرا کهکشانها می‌توانند خصوصیات فلزی کاملاً متفاوتی داشته باشند). بنابراین، شانسی عالی برای پیدا کردن شمع‌های استاندارد در جمعیت II داریم. یکی از بهترین وسایل استفاده از تابع تابندگی خوشه کروی می‌باشد (GCLF). این تابع تابندگی به طور قابل ملاحظه‌ای با توابع تابندگی ستاره‌ای یا کهکشانی فرق دارد. [بخشهای (۱۴-۲) (الف) و (۲۳-۱) (د)] که در آنها می‌بینیم همواره تعداد اشیاء با تابندگی‌های کم رو به افزایش هستند. در حالت GCLF، منحنی تقریباً گاوسی شکل بوده و شکل تابعی به صورت زیر است

$$\phi(m) = Ae^{-(m-m_0)^2/2\sigma^2} \quad (8-22)$$

در اینجا A یک سازه بهنجارش است که می تواند از یک کهکشان به کهکشان دیگر فرق کند، اما به نظر می رسد نقطه برگشت  $m_0$  ناوردا بوده و بنابراین می تواند به عنوان یک شمع استاندارد مورد استفاده قرار گیرد.

توسط چندین مطالعه، داده های گروه محلی، گروه لیو<sup>۱</sup>، خوشه فورناکس<sup>۲</sup>، و خوشه سنبله جمع آوری شده اند. نتایج در توافق می باشند و دلالت بر این دارند که، در صافی B،

$$\langle M_0 \rangle = -6/6 \pm 0/26 \quad (9-22)$$

### نواخترها

به علت اینکه نواخترها [بخش (۱۸-۵) الف]] بسیار تابان هستند ( $M_V \approx -10$  در بیشینه) و آنها به جمعیت های ستاره ای پیر متعلق اند، در نتیجه آنها نیز به عنوان شمعهای استاندارد مفید می باشند. در اینجا روش به مشاهده ای که بر مبنای رابطه بین بیشینه تابندگی و آهنگ کاهش آن استوار است، اعتماد دارد. جی. جی. کوهن<sup>۳</sup> چنین بدست آورده است

$$M_V^{\max} = -9/96 - 2/31 \log(m) \quad (10-22)$$

که  $m$  آهنگ متوسط کاهش برحسب واحدهای قدر در روز در خلال دو قدر اولیه می باشد. این نتیجه نمایش خوبی برای نواخترهای کهکشانی و احتمالاً نیز برای نواخترها در کهکشانهای دیگر می باشد.

### ابر نواخترهای نوع Ia

تمام ابرنواخترها شبیه هم نیستند [بخش (۱۸-۵) ب]]. آنها می توانند از چند نوع ستاره اولیه بوجود آمده باشند. بهر صورت، زیر رده نوع Ia ابر نواختر، که هیچ نوع خطوط هیدروژن و هلیومی در طیف های نوری دارا نمی باشند، ممکن است از اجدادی سرچشمه گرفته باشد که در سراسر جهان به طور یکنواخت وجود دارند. این گونه فکر می شود که اینها کوتوله های سفید کربن - اکسیژنی می باشند که نزدیک به حد چاندراسکار هستند. اگر آنها در سیستمهای دو تایی نزدیک واقع باشند، مواد کافی را از همدهای خود برافزایش می نمایند تا از حد تجاوز کرده و بنابراین فروریزش می نمایند - راه افتادن یک واکنش گرمایی که ابرنواخترهای بسیار تابان را تولید می کند. یکی از بهترین تخمینهای بیشینه تابندگی به صورت زیر است

$$M_B = -18/33 \pm 0/11 + 5 \log(h) \quad (11-22)$$

منحنی‌های نوری ابر نواخترهای نوع Ia از تلاشی رادیواکتیو  $^{56}\text{Co}$  و  $^{56}\text{Ni}$  نتیجه می‌شوند. پراکندگی بیشینه تابندگی‌ها کوچک است، و این مقدار احتمالاً از بازه کوچک اجرام هسته‌های ستاره‌ای که منفجر می‌شوند، نتیجه شده است.

به وضوح، ابر نواخترها شانس یگانه‌ای را برای تعیین فواصل پیشنهاد می‌نمایند. قله‌های تابندگی‌های آنها در مجموع کسر عمده‌ای از تابندگی کهکشانهای مهماندارشان را تشکیل می‌دهند. بنابراین، آنها در فواصل بسیار دور قابل رویت می‌باشند. یک مساله اصلی مربوط به این می‌شود که مشاهده آنها نمی‌تواند پیش بینی شود، بنابراین جستجوها در این زمینه به استفاده از زمان بیشتر تلسکوپ مربوط می‌شود و ممکن است آنها را از آغاز تا بیشینه نور از دست بدهیم.

### رابطه تولی - فیشر

آر. برنت تولی<sup>۱</sup> و ریچارد فیشر<sup>۲</sup> دریافتند که قدرهای مطلق (در نور آبی) کهکشانهای مارپیچی و پراکندگی‌های بسامد ۲۱ سانتی متری نشرهای HI آنها به خوبی بهم مربوط می‌باشند. هر چه خط ۲۱cm بهتر می‌شود، تابندگی کهکشان بیشتر می‌باشد. خط ۲۱cm نشری از گاز خنثی در قرص یک کهکشان مارپیچی نتیجه می‌شود، که توسط حرکت چرخشی پهن شدگی پیدا می‌کند (عموماً در بازه  $100-300 \frac{\text{km}}{\text{s}}$ ). بنابراین رابطه تولی - فیشر (T-F) رابطه‌ای بین سرعت چرخشی و تابندگی می‌باشد. البته، این نتیجه‌ای فیزیکی می‌باشد؛ بیشینه سرعت دایره‌ای مدارهای ذره گازی توسط جرم محدود به داخل مدار تعیین می‌شود، و تابندگی کهکشان نیز توسط تعداد کل ستارگان تعیین می‌شود که در نتیجه به جرم بستگی دارد.

موفقیت این روش بستگی زیادی به اصلاحات خاص دارد. اولین اصلاح مربوط به تصحیح پهنای چرخشی خط ۲۱cm  $W_R$  برای آثار تماایل می‌باشد. هم چنین اهمیت دارد پهنایها را به روش متقاعد کننده‌ای اندازه گیری نمود زیرا خط نمایه ۲۱cm به شکل جعبه مانند نیست. آیا بایستی پهنایها را از قله‌ها، نقاط  $\frac{1}{4}$  توان، نقاط ۲۰٪ توان، یا از نقاط اختیاری دیگری اندازه گرفت؟ به علاوه، استفاده از رابطه T-F که در ابتدا در نور آبی بکار برده شده، مشهور به این است که توسط گرد و غبار داخل کهکشان تحت تاثیر قرار گرفته است. بنابراین، بسیار بهتر است این اندازه گیری

را در فروسرخ تدارک به بینیم [روش IRTF، شکل (۲۲-۴) را ملاحظه کنید]. در نوارهای I و H، روابط تنظیم شده عبارتند از

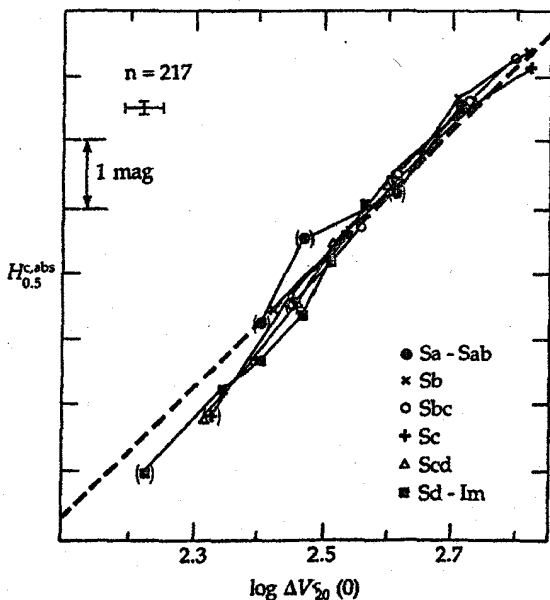
$$M_I = -\frac{8}{\sqrt{2}} (\log W_R - \frac{2}{5})$$

$$M_I = -\frac{8}{\sqrt{2}} (\log W_R - \frac{2}{5}) \quad (12-22)$$

$$-20/94 \pm 0/10$$

$$M_H = -\frac{9}{5} (\log W_R - \frac{2}{5})$$

$$-21/67 \pm 0/08 \quad (13-22)$$



شکل ۲۲-۴. رابطه تولی - فیشر در ناحیه فروسرخ. در اینجا ترسیمها مربوط به قدرمطلق فروسرخ در مقابل سرعت چرخشی بیش از ۲۰۰ کهکشان مارپیچی می باشند. خط بریده متوسط تمام مقادیر است. (انتخاب شده از نمودار ترسیم شده توسط ام. ابرونسون)

## تابع تابندگی سحابی سیاره‌نما

سحابی‌های سیاره‌نما اجرام بسیار روشنی هستند که به جمعیت ستاره‌ای خاصی تعلق ندارند و به نواحی شکل‌گیری ستاره‌ای در کهکشانها مربوط نمی‌شوند. بنابراین، می‌توانند در بیضوی‌ها و در قسمتهای تاریک نشده ماریچی‌ها مشاهده شوند. به علت اینکه حدود ۱۵٪ از آنها نور خود را در خط  $15007\text{Å}$  گسیل می‌دارند، با استفاده از صافی با پهنای باریک در این طول موج می‌توان پیوستار ستاره‌ای را حذف کرده و سحابی سیاره‌نما را برجسته نمود. به طور کلی، تابندگی یک سحابی سیاره‌نما می‌تواند به خوبی از شار  $15007\text{Å}$  توسط رابطه زیر تخمین زده شود

$$M = -2/5 \log(F_{5007}) - 13/74 \quad (14-22)$$

فایده تابع تابندگی سحابی سیاره‌نما (PNLF) به عنوان روشن فاصله، در ابتدا مستکی بر مشاهده‌ای است که یک قطع جهانی در تابندگی  $M^*$  وجود دارد. بنابراین  $M^*$  می‌تواند برای کهکشانهای مختلف با تعیین توابع تابندگی‌شان که با شکل زیر تطبیق دارند، مقایسه شود

$$N(M) \propto e^{0.307M} (1 - e^{3(M^* - M)}) \quad (15-22)$$

رابطه  $D_n - \sigma$ 

این روش توسط دی. لیندن - بل<sup>۱</sup>، اس. ام. فابر<sup>۲</sup>، دی. بوراستین<sup>۳</sup>، آر. ال. دیویس<sup>۴</sup>، ای. درسلر<sup>۵</sup>، آر. جی. ترلوپج<sup>۶</sup>، و گری وگنر<sup>۷</sup> (LFBDDTW) طراحی شد. آنها یک توصیف‌کننده منفرد  $D_n$  را پیدا کردند که راهی عالی برای ترکیب اطلاعات حاصل از تابندگی و روشنایی سطحی به صورت یک پارامتر منفرد، بود.  $D_n$  به صورت قطر دایره‌ای که روشنایی سطحی جمع‌آوری شده یک کهکشان E برابر  $20/75$  قدر بر مجذور ثانیه قوسی در نوار نورسنجی B باشد، تعریف شده است. پراکندگی سرعت  $\sigma$  در فواصل شعاعی گوناگون از هسته کهکشان متفاوت می‌باشد، و بنابراین، لازم است برای آثار روزنه اصلاح شود. بعد از اینکه  $D_n$  و  $\sigma$  معلوم شوند، فاصله (به طور نشانه‌ای برحسب واحدهای سرعت) توسط رابطه زیر داده می‌شود

1- D. Lynden - Bell

2- S.M. Faber

3- D. Burstein

4- R. L. Davies

5- A. Dressler

6- R. J. Terlevich

7- Gary Wegner



$$\log(R_c) = 1/2 \cdot \log(\sigma) - \log(D_n)$$

$$+ \log\left(\frac{1 + \sqrt{4z}}{1 + \sqrt{4z}_{\text{گیسو}}}\right) + 1/411 \quad (16-22)$$

در اینجا واحد  $\sigma$  کیلومتر بر ثانیه، و برای  $D_n$  برابر  $0/1$  ثانیه قوسی می باشد. اصلاح کیهان شناسی بر این حقیقت بنا نهاده شده است که رابطه برای خوشه گیسو که انتقال به قرمز متوسط آن حدود  $7000 \text{ km/s}$  می باشد، تنظیم شده است.

### افت و خیزهای روشنایی سطحی

کم و بیش، برصافی توزیع نور در کهکشانهای بیضوی تاکید کرده ایم؛ اما، اگر بتوانیم آنها را با قدرت تفکیک کافی به بینیم، آنها بسیار شبیه به خوشه های کروی خیلی بزرگ حاوی ستارگان منفرد می باشند. گسستگی ستارگان سبب دانه ای شدن ذاتی در نور حاصل از کهکشانهای بیضوی که افت و خیزهای روشنایی سطحی نامیده می شود، می گردد. حتی اگر نتوانیم کهکشانها را به ستارگان منفرد تجزیه کنیم، ولی قادریم تغییرات روشنایی از یک پیکسل به پیکسل دیگر را به علت اینکه هر پیکسل تنها شامل چند ستاره غول است که در اکثر نور فرود آمده بر پیکسل مشارکت دارند مشاهده کنیم، و تغییرات آماری در تعداد این چند ستاره وجود دارد. ستارگانی که اکثر نور را تشکیل می دهند دارای قدر افت و خیزی  $m$  می باشند. دو کهکشان در فواصل متفاوت نمی توانند توسط روشنایی متوسط یک پیکسل در موقعیت معلومی در کهکشان تشخیص داده شوند زیرا روشنایی سطحی اجرام از فاصله مستقل می باشد. این واقعه رخ می دهد زیرا تعداد ستارگان مشارکت کننده در یک پیکسل معین به صورت  $d^2$  زیاد می شوند، اما شار آنها به صورت  $d^{-2}$  کاهش می یابد. بهر حال، هر چه کهکشان دورتر باشد صافتر به نظر می رسد، بنابراین افت و خیزها برای تعیین فاصله مورد استفاده قرار می گیرند.

واضح است که بایستی دقت زیادی نمود تا مطمئن شویم که نواحی بکار رفته از کهکشانها برای اندازه گیری افت و خیزها بایستی عاری از دیگر علل تغییر نور نظیر رگه های گرد و غباری داخلی باشند. این کار به خوبی توسط مشاهدات صافی B انجام شده است زیرا نور آبی توسط گرد و غبار بسیار زیاد تحت تاثیر قرار می گیرد. بهر صورت، بعد از آنکه نواحی تعیین شدند، بهترین داده های مشاهده شده در ناحیه فروسرخ می باشند زیرا غولهای سرد که در اکثریت نور مشارکت دارند در طول موجهای بلند روشتر می باشند. برای مشاهدات اهمیت دارد که یک زمان نوردهی کاملاً طویل داشته باشیم تا تعداد ۵ تا ۱۰ فوتون بازاء هر ستاره با قدر  $m$

اندازه گیری شوند. سرانجام، تابندگی متوسط  $\bar{L}$  به صورت زیر تعریف می شود.

$$\bar{L} = \frac{\sum n_i L_i^2}{\sum n_i L_i}$$

جی. تونری<sup>۱</sup> این روش را تنظیم کرده، و بر پایه  $M_{31}$ ،  $M_{32}$ ، و  $NGC 205$ ، در نوار I دریافت

$$\bar{M}_I = -4/84 + 3/0 (V-I) \quad (17-22)$$

که رنگ  $V-I$  مربوط به کل کهکشان می باشد.

### درک بهتری از کهکشانهای بیضوی

اکنون بر می گردیم تا به بینیم آیا می توانیم به درک بهتری از کهکشانهای بیضوی برسیم. اگر فرضهای ساده و معقولی بنمائیم که تمام بیضویها روشنایی سطحی یکسانی دارند، آنگاه تابندگی آنها برحسب شعاعشان به شکل  $L \propto R^2$  تغییر خواهد کرد، که در اینصورت تمام آنها نسبتهای یکسان  $\frac{M}{L}$  خواهند داشت، و قضیه ویریال بکار می رود (در نماد فعلی  $\sigma^2 \propto \frac{M}{R}$ )، سپس می توانیم مستقیماً به رابطه مهمی که توسط اس. ام. فابر و آر. ای. جکسون<sup>۲</sup>  $L \propto \sigma^4$

کشف شد، برسیم. به وضوح از قضیه ویریال دیده می شود این نتیجه فیزیکی است زیرا تابندگی یک کهکشان به تعداد کل ستارگان و بنابراین انرژی پتانسیل گرانشی، در صورتی که پراکندگی سرعت به انرژی جنبشی مربوط باشد، وابسته می باشد. اساساً، می بینیم که این روش مستقیماً برای تعیین فواصل مورد استفاده قرار خواهد گرفت در صورتی که به طور درستی تنظیم شده باشد. بهر حال، اس. دژورگوسکی<sup>۳</sup> و گروه LFBDDTW پیشنهاد کردند که یک صفحه اساسی وجود دارد که بیضویها در فضای سه بعدی آن را اشغال می کنند و محورهای آن  $\log R_e$ ،  $\log I_e$ ، و  $\sigma$  می باشند که  $I_e$  روشنایی سطحی در نصف شعاع نوری  $\frac{R_e}{2}$  است. معادله این صفحه اساسی به صورت زیر است

$$R_e \propto \sigma^{1/36} I_e^{-0.185} \quad (18-22)$$

که به رابطه فابز-جکسون اصلاح شده منجر می شود

$$L \propto \sigma^{2/7} I_e^{-0.17}$$

به علت اینکه بیضویها در این فضا صفحه دوبعدی را اشغال می کنند، لذا تنها دو پارامتر مستقل

1- J. Tonry

2- R.E. Jackson

3- S. Djorgovski

از سه کمیت قابل مشاهده وجود دارند. تعریف  $D_H$  به ما اجازه می‌دهد که تقریباً صفحه را از نیم رخ به بنیم و بنابراین آن حساس‌ترین شاخص تابندگی و در نتیجه تخمین زنده بهتری از رابطه اصلی فابر - جکسون می‌باشد. به همان خوبی که رابطه  $D_H - \sigma$  بنظر می‌آید تا باشد، برای کهکشانه‌های منفرد هنوز قابل اعتماد نیست و وقتی خوب کار می‌کند که اگر تعدادی از بیضوی‌ها بتوانند برای تعیین متوسط یک خوشه بکار روند.

به طور فیزیکی، این بحث در نهایت باین استنتاج منجر می‌شود که حالت امروزی بیضوی‌ها تقریباً توسط قضیه ویریال به صورت منحصر بقدری تعیین می‌شود و آن مستقل از خصوصیات چگونه شکل گرفتن کهکشانه‌ها می‌باشد. IRTF از میان دیگر روشهایی که هم اکنون بحث شد، شبیه‌ترین مورد با آن می‌باشد زیرا این روش به طور غیرمستقیم انرژی‌های جنبشی و پتانسیل را که در قضیه ویریال مشارکت می‌کنند، اندازه می‌گیرد. بهر حال، مارپیچی‌ها آنگونه که پیش‌بینی می‌شود بیضوی‌ها رفتار می‌کنند، عمل می‌نمایند. و بنظر می‌رسد مشارکت عمده مربوط به وضعیت امروزی مارپیچی‌ها ناشی از فیزیک شکل‌گیری‌شان می‌باشد.

### (ج) تفکیکی برای مقدار $H_0$

با روشهای قدرتمند سیاه‌بندی شده در قسمت قبل، آیا سرانجام می‌توانیم ثابت هابل را بهتر از عدم قطعیت سازه ۲ تعیین کنیم؟ از منظر تاریخی، بازه گسترده  $H_0$  توسط دو گروه مسلط شده است. ای. ساندریج<sup>۱</sup> و جی. تامان<sup>۲</sup> مقادیر  $H_0$  را بین ۵۰ و ۶۰ km/s.Mpc گزارش کردند، و جی. دوکورز<sup>۳</sup> مقدار آن را بین ۹۰ تا ۱۰۰ km/s.Mpc پیدا کرد. عدم قطعیت‌های گزارش شده توسط هر گروه آنقدر کم بودند که مقدار پیدا شده توسط گروه دیگر به خوبی خارج از بازه مفروض ممکن قرار داشت.

امروزه، وضعیت تا حدی کمتر دو قله‌ای است. بازه مقادیر منتشر شده  $H_0$  تقریباً پیوسته است و از ۴۵ تا ۹۰ km/s.Mpc قرار می‌گیرد. برای این اختلافها سه دلیل وجود دارد. اول، فقدان تنظیم‌کننده‌های نزدیک برای اکثر روشها. مثلاً، نزدیکترین قیقاووسی‌ها حدود ۲۰۰ pc از خورشید فاصله دارند، بنابراین تنظیم مستقیم توسط اختلاف منظر ستاره‌ای غیرممکن است. برای رابطه IRTF، حدود ۱۵ کهکشان وجود دارند که فواصلشان به طور قابل اعتمادی توسط قیقاووسی‌ها و ستارگان RR شلیاق تنظیم شده‌اند، اما اینها در ورای ۱۰ Mpc توسعه نمی‌یابند.

برای رابطه  $D_{II} - \sigma$ ، هیچ بیضوی مفیدی در گروه محلی وجود ندارد، و تنها ۵ یا ۶ خوشه یا گروه در داخل ۲۰ Mpc با تنظیم خوب موجود می‌باشند. دلیل دوم برای اختلال مربوط به انبساط غیریکنواخت جهان - شارش هابل - شاید تا فاصله ۵۰ تا ۱۰۰ Mpc می‌باشد. این نتیجه‌ای از حرکات توده‌ای است که در فصل ۲۳ مشروحتر بحث خواهد شد. گروه‌های مختلف فرضهای متفاوتی را بایستی برای این حرکات بکار برند. سرانجام، اختلافهای سیستمی بین روشها وجود دارد. نتایج و مقایسه‌های ابرنواخترهای نوع Ia و تابندگی‌های کهکشان Sc I مقادیر کوچکتری از  $H_0$  ارائه می‌دهند، اما روشهای IRTF،  $D_{II} - \sigma$ ، GCLF، PNLF، و افت و خیز روشنایی سطحی مقادیر بزرگتری را عرضه می‌دارند. اکثر محققین در این حوزه تصدیق می‌کنند که هنوز یک پاسخ قطعی نداریم، اما به نظر می‌رسد در شرایط فعلی مقادیر  $H_0$  در بازه ۸۰ تا ۸۵ km/s.Mpc مناسب می‌باشد اگر چه این بازه دلالت بر عمری برای جهان دارد که به نظر می‌رسد قطعاً کوتاه است. یک تفکیک ممکن برای مساله عمر در بخش (۲۶-۵) مورد بحث قرار خواهد گرفت.

## کاربرد مفهومی

### قیقاووسی‌ها و HST

نورسنجی متصل به زمین قیقاووسی‌ها محدود به فواصل تا حدود ۴ Mpc می‌باشد؛ این بازه کوچک بر توانایی ما برای تنظیم روشها جهت اندازه‌گیری  $H_0$  اثر می‌گذارد. به طور مشروح به بررسی اینکه چگونه ممکن است HST در این مساله ما را کمک کند، می‌پردازیم.

انتظار داریم نورسنجی HST تا  $V \approx 27/0$  قابل اعتماد باشد. برای قیقاووسی‌های دوره تناوب کوتاه و تابندگی کمتر، بازه فاصله را با انتخاب  $B - V \approx +0/5$  برای ستارگان با دوره تناوب ۱۰ روز محاسبه می‌کنیم. از معادله (۲۲-۷)، سپس نتیجه می‌گیریم  $\langle M_V \rangle \approx -4/6$ . بنابراین مدول فاصله برای حد HST برابر  $m - M = 31/6$  است، که به فاصله [توسط معادله (۱۱-۶)] ۲۱ Mpc مربوط می‌شود.

حجم فضایی که در توان مطالعه HST است حدود ۱۵۰ بار بزرگتر از روشهای متصل به زمین می‌باشد. در داخل این حجم اکثر یا تمام ابر خوشه محلی [بخش ۲۳-۲ (الف)] با هزاران کهکشان نامزد که ممکن است مشاهده شوند، قرار می‌گیرند. برای قیقاووسی‌های با دوره تناوب بلندتر و تابندگی بیشتر، حجم مورد اشاره حتی بزرگتر می‌باشد.

رابطه  $P-L$  برای قیقاووسی‌های کلاسیکی پایه‌ای است که مقیاس فاصله برون کهکشانی بر آن استوار شده است.

قانون هابل،  $v = Hd$ ، وسیله‌ای برای محاسبه فواصل تا کهکشانها تامین می‌کند و نشان می‌دهد که جهان به طور یکنواخت منبسط می‌شود.

تلسکوپ فضایی هابل داده‌های بهتری را برای تعیین فواصل تامین می‌کند. جدیدترین روشهای فاصله در ابتدا به پیدا کردن قدر به روش دنباله می‌پردازد: پالایش رابطه  $P-L$  قیقاووسی رابطه  $P-L-C$  می‌باشد (افزودن یک جمله رنگ). یک شکل آن بدین صورت است

$$\langle M_V \rangle = -3/5 \log(P) + 2/13 (\langle B_0 \rangle - \langle V_0 \rangle) - 2/13$$

تابع تابندگی خوشه کروی دارای یک قله تابندگی است؛ نتیجه می‌گیریم که

$$\langle M_0 \rangle = -6/6 \pm 0/26$$

آهنگ بیشینه تنزل یک نواختر در خلال دو قدر اول، تابندگی زیر را بدست می‌دهد

$$M_V^{\max} = -9/96 - 2/31 \log(m)$$

ابر نواخترهای نوع Ia دارای تابندگی بیشینه زیر هستند

$$M_B = -18/33 \pm 0/11 + 5 \log(h)$$

رابطه تولی - فیشر فرورسخی تابندگی‌هایی را تدارک می‌بیند که برپایه  $W_R$ ، پهنای چرخشی خط  $21\text{cm}$  استوار هستند، و توسط رابطه زیر داده می‌شود.

$$M_I = -8/72 (\log W_R - 2/5) - 20/94 \pm 1/10$$

و

$$M_H = -9/50 (\log W_R - 2/50) - 21/67 \pm 0/18$$

تابع تابندگی سحابی‌های سیاره‌نما دارای یک نقطه قطع می‌باشد که می‌تواند با مشاهده خط نشری  $[OIII] \lambda 5007$  و توسط رابطه زیر به تابندگی تبدیل شود

$$M = -2/\Delta \log(F_{\Delta, \nu}) - 13/74$$

رابطه  $D_n - \sigma$  برای کهکشانهای بیضوی رابطه‌ای قوی بین پراکنندگی سرعت ستاره‌ای داخلی کهکشان و قطر دایره در تراز هم شدت  $20/75$  قدر بر ثانیه قوسی در صافی B را نشان می‌دهد. فاصله از رابطه زیر (برحسب واحد سرعت) پیدا می‌شود

$$\log(R_e) = 1/2 \cdot \log(\sigma) - \log(D_n) + \log\left(\frac{1 + \sqrt{4z}}{1 + \sqrt{4z}}\right) + 1/411$$

افت و خیزهای آماری پیکسل - به - پیکسل در روشنایی تصاویر کهکشان بیضوی ناشی از ستارگان در یک افت و خیز قدری می‌باشد که تابندگی آن برابر است با

$$\overline{M_I} = -4/84 + 3/0 (V-I)$$

چنین نتیجه شده است که کهکشانهای بیضوی در یک صفحه دو بعدی از فضای سه بعدی تعریف شده توسط  $\log R_e$ ،  $\log I_e$  و  $\log \sigma$  قرار دارند. فرضهای ساده مربوط به خصوصیات کهکشان بیضوی صفحه اساسی را به توصیفی از رابطه فابر - جکسون  $L \propto \sigma^4$  منجر می‌نماید. بدون شباهت با مارپیچی‌ها، که در آنها حالت فیزیکی فعلی به شدت تحت تاثیر شرایط زمان منشاء کهکشان بوده است، به نظر می‌رسد بیضوی‌ها در ابتدا تحت تاثیر پایه‌های انرژی دار اساسی تری نظیر قضیه ویریال واقع شده‌اند.

## مسائل

- فاصله تقریبی بین کهکشان ما و ابرهای ماژلان  $50 \text{ kpc}$  است. قدر ظاهری مشاهده شده ستارگان زیر در ابرهای ماژلان چه اندازه می‌باشد:
  - (الف) یک متغیر RR شلیاق با دوره تناوب  $0/5$  روز
  - (ب) یک قیقاووسی کلاسیکی با دوره تناوب تپش  $100$  روز
  - (ج) یک قیقاووسی جمعیت II با دوره تناوب  $10$  روز
- برای پیدا کردن فاصله اجرام زیر، مفیدترین روشهای تعیین فاصله کدامند:
  - (الف) خوشه پروین

(ب) یک خوشه کروی در کهکشان خودی

(ج) ابرماژلان بزرگ

(د) کهکشان زن به زنجیر بسته،  $M_{31}$

(ه) خوشه کهکشان گیسو

(و) خوشه کهکشانهای هرکول

(ز) خورشید خودمان

(ح) هسته کهکشان خودمان

۳. خط جذبی ستاره‌ای  $CaIIk$  دارای طول موج سکون  $393/3nm$  است. در یک کهکشان

خاص، خط  $CaIIk$  در طول موج  $410/0nm$  مشاهده شده است. با فرض‌های زیر، فاصله تا

کهکشان چقدر است

$$H = 50 \frac{km}{s.Mpc} \quad (\text{الف})$$

$$H = 100 \frac{km}{s.Mpc} \quad (\text{ب})$$

۴. چگونه عمر بدست آمده جهان [معادله (۲۲-۴)] تغییر خواهد کرد

(الف) انبساط در حال کند شدن باشد ( $H$  با گذشت زمان کم شود)

(ب) انبساط در حال تند شدن باشد ( $H$  با گذشت زمان زیاد شود)

(ج) چه نوع مشاهداتی را می‌توان ترتیب داد که هر یک از این احتمالات صحیح باشند؟

۵. اگر کهکشانهای نزدیک از قانون هابل پیروی نکنند، توضیح دهید چرا این طور است؟

۶. با استفاده از بعضی از مواد کشسانی که به سهولت در دسترس می‌باشند، قانون هابل را نمایش

دهید.

۷. معادله (۲۲-۳) را برای انتقال به قرمز تا  $z = 5$  رسم کنید.

۸. اغلب از معادله  $m - M = 5 \log(d) - 5$  برای بدست آوردن قدرهای مطلق کهکشانهای دور

استفاده می‌کنیم، فاصله  $d$  معمولاً توسط قانون هابل تخمین زده می‌شود. با استفاده از  $h$  در

بخش (۲۲-۲) ب، این معادله را پارامتری کنید.

۹. جدول (۲۲-۱) تعدادی از انواع اجرام مورد استفاده به عنوان شاخصهای فاصله را

سیاه‌بندی کرده است. بیشینه فاصله قابل آشکارسازی برای هر یک از این شاخص‌کنندها

برای تلسکوپی با قدر حدی  $25 +$  چقدر است؟ (تلسکوپ فضایی هابل قادر به

آشکارسازی اجرام با چنین روشنایی می‌باشد.)

۱۰. نشان دهید برای مقادیر کوچک  $z$ ، معادله (۲۲-۳) به معادله (۲۲-۳) تبدیل می‌شود.

۱۱. برای کهکشانهای نسبتاً نزدیک، خط بالمر آلفای هیدروژن می‌تواند به خارج از قسمت مرئی طیف انتقال به قرمز پیدا کند.

(الف) برای چه انتقال به قرمزهایی خط بالمر - آلفای هیدروژن به خارج از ناحیه مرئی و به قسمت فرورسرخ ( $\lambda > 720 \text{ nm}$ ) طیف الکترومغناطیسی انتقال می‌یابد؟

(ب) این مقدار به چه فواصلی مربوط می‌شود؟ پاسخ خود را برحسب پارامتر هابل  $h$  بیان کنید.

(ج) این مقادیر به چه فواصلی برای ثابت هابل  $H = 100 \text{ km/s.Mpc}$ ؛ برای  $H = 50 \text{ km/s.Mpc}$ ، مربوط می‌شود؟

۱۲. برای کهکشانهای نسبتاً دور (واختروشها - فصل ۲۴ را به بینید)، خط لیمن - آلفای هیدروژن می‌تواند به قسمت مرئی طیف انتقال به قرمز پیدا کند.

(الف) برای چه انتقال به قرمزهایی خط لیمن - آلفای هیدروژن به خارج از ناحیه فرابنفش و داخل قسمت مرئی ( $\lambda \approx 390 - 720 \text{ nm}$ ) طیف الکترومغناطیسی انتقال می‌یابد؟

(ب) برای یک جهان تخت، به چه بازه‌ای از فاصله این انتقال به قرمزها مربوط می‌شوند؟ پاسخ خود را برحسب پارامتر هابل  $h$  بیان کنید.

(ج) به چه فواصلی این مقادیر برای ثابت هابل  $H = 100 \text{ km/s.Mpc}$ ؛ برای  $H = 50 \text{ km/s.Mpc}$  مربوط می‌شوند؟ این فواصل را با عمر جهان مقایسه کنید.

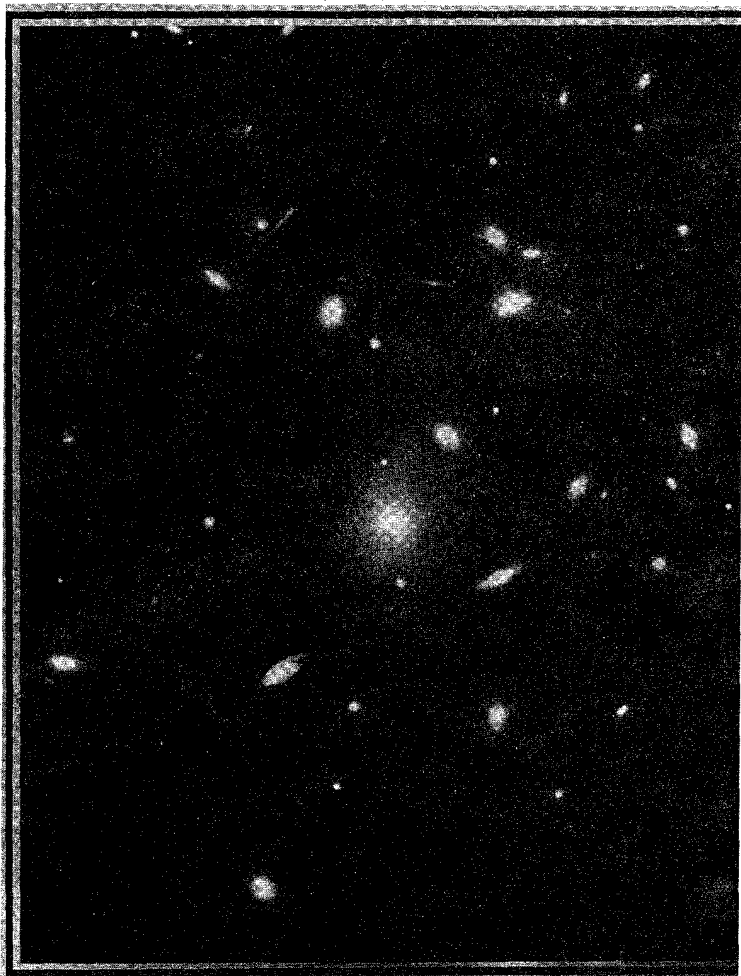
۱۳. اگر شیب رابطه  $P-L$  باندازه  $3\%$  غیرقطعی باشد، عدم قطعیت در فواصل بدست آمده توسط معادله (۲۲-۷) را برای یک قیفاووسی کلاسیکی تخمین بزنید.

۱۴. اگر یک نواختر دیده شده در ابر ماژلان بزرگ با  $V = 10/8$  دارای آهنگ بیشینه تنزل  $0/1$  قدر بر روز در خلال ۲ قدر اولیه‌اش باشد، تخمین شما از فاصله تا LMC چقدر است؟



## فصل بیست و سوم

### ساختار بزرگ مقیاس در جهان



تاکنون فقط به مقیاس بزرگ ماده موجود در جهان اشاره داشته‌ایم. مشاهدات اخیر این تصورات را به طور بنیادی تغییر داده است، یعنی تصویری که در آن کهکشانها در خوشه‌های کروی محاط شده و در زمینه‌ای یکنواخت از کهکشانها گرد آمده‌اند را به تصویری که در آن ابر خوشه‌های زنجیر مانند در میان قسمت‌های وسیعی از فضا به طور مارپیچی حرکت می‌کنند، تغییر داده است. این

فصل درباره ساختاری بحث می‌کند که می‌تواند فسیل مناسبی برای مرحله زودتری برای تحول جهان باشد.

## ۲۳-۱ خوشه‌های کهکشانیها

اغلب کهکشانیها شاید همه آنها اعضای چند نوع خوشه باشند. کهکشان راه شیری یکی از اعضای برجسته و مشخص گروه محلی کهکشانیها است که خودش نیز بخشی از یک آبَر خوشه محلی می‌باشد که شامل خوشه سنبله غنی نیز هست.

### (الف) انواع خوشه‌ها

روشهای مختلفی برای تعریف طبقات خوشه‌های کهکشانی وجود دارد، ولی ساده‌ترین آن روش جورج آبل<sup>۱</sup> می‌باشد. او خوشه‌های غنی را به خوشه‌های منظم و نامنظم تقسیم‌بندی نمود. خوشه‌های منظم، سیستم‌های غول با تقارن کروی و تراکم مرکزی زیاد می‌باشند؛ آنها غالباً شامل هزاران کهکشان عضو می‌باشند که هر کدام شاید هزار بار روشتر از قدر مطلق ۱۵- باشند. تقریباً تمام اعضای خوشه‌های منظم یا بیضوی‌اند و یا کهکشانیهای ۵۰ هستند، در حالی که خوشه‌های نامنظم ترکیبی از انواع کهکشانیها می‌باشند. در میان خوشه‌های نامنظم کهکشانیهایی به این شرح وجود دارند: (۱) گروههای کوچک، مثل گروه محلی، (۲) توده‌های مجزایی از زیر گروهها با چندین مرکز تراکم، و (۳) خوشه‌های بسیار بزرگ اما پراکنده. تابع تابندگی برای کهکشانیها در خوشه‌ها (تعداد کهکشانیها در هر فاصله قدر جمع شده) نشان می‌دهد که تعداد زیادی کهکشان کم نور وجود دارند.

### (ب) گروه محلی کهکشانیها

کهکشان راه شیری و کهکشان زن به زنجیر بسته (M۳۱) نسبت به گروه محلی که شامل حداقل ۲۰ عضو [جدول (۱-۲۳)] می‌باشد، در گروه کوچک کهکشانیها برجستگی دارند. اعضای دیگر، کم نورتر و کم جرمتر هستند و به نظر می‌رسد که به مقدار زیادی در اطراف یکی از دو کهکشان ماریچی بزرگتر متمرکز شده باشند. طیف وسیعی از انواع کهکشانیها، از سه کهکشان ماریچی مهم (کهکشان خودی، M۳۱ و M۳۳) تا کهکشانیهای بیضوی کوتوله و نامنظم در گروه مذکور

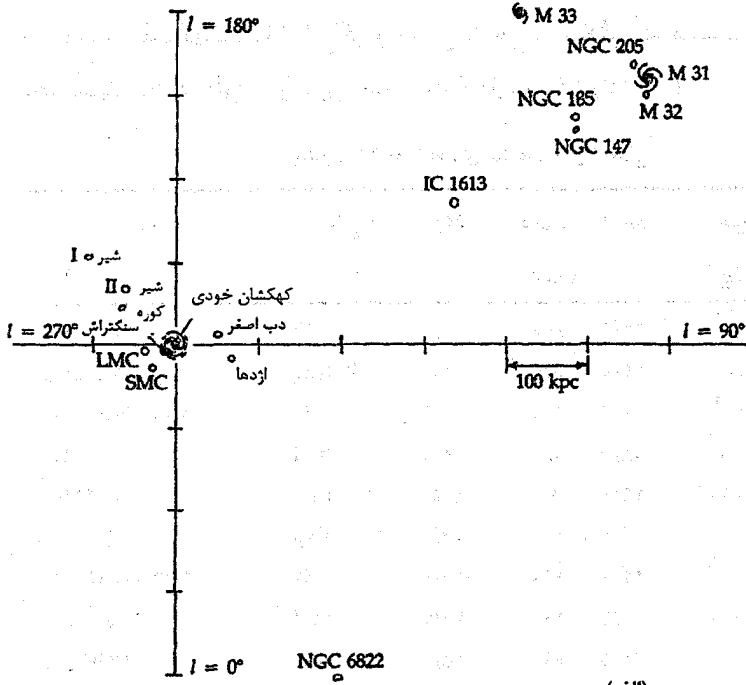
قرار دارند. اغلب کهکشانها از نوع کوتوله‌هایی با جرم و تابندگی کم هستند. گروه محلی حدود یک مگاپارسک در طول بزرگترین بعدش امتداد دارد [شکل (۲۳-۱)].

جدول ۲۳-۱. اعضای منتخب گروه محلی

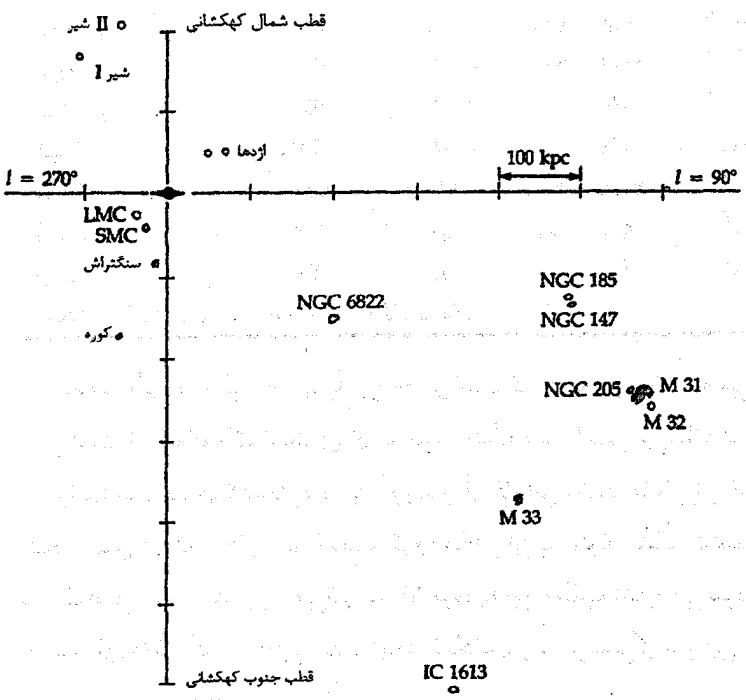
سرعت نسبی (km/s)	جرم ( $M_{\odot}$ )	فاصله m-M (kpc)	$M_V$	نوع	نام
-۲۶۷	$3 \times 10^{11}$	۲۴/۶	۶۹۰	Sb	M۳۱=NGC ۲۲۴
-	$4 \times 10^{11}$	۱۴/۷	۸/۵	Sb یا Sc	کهکشان خودی
-۱۹۰	$4 \times 10^{11}$	۲۴/۶	۶۹۰	Sc	M۳۳=NGC ۵۹۸
+۲۷۵	$6 \times 10^9$	۱۸/۶	۵۰	Irr I	LMC*
+۱۶۳	$1/5 \times 10^9$	۱۹/۱	۶۰	Irr I	SMC*
-۲۳۹	-	۲۴/۶	۶۹۰	E۶p	NGC ۲۰۵
-۲۲۰	$2 \times 10^9$	۲۴/۶	۶۹۰	E۲	M۳۲=NGC ۲۲۱
-۳۴	$1/4 \times 10^9$	۲۴/۲	۴۶۰	Irr I	NGC ۶۸۲۲
-۲۷۰	-	۲۴/۵	۶۹۰	dE۰	NGC ۱۸۵
-	-	۲۴/۵	۶۹۰	dE۴	NGC ۱۴۷
-۲۳۵	$4 \times 10^8$	۲۴/۵	۷۴۰	Irr I	IC ۱۶۱۳
-۷۳	$2 \times 10^7$	۲۱/۴	۱۸۸	dE۳	کوره
-	$3 \times 10^6$	۱۹/۷	۸۴	dE۳	سنگتراش
-	$3 \times 10^6$	۲۱/۸	۲۲۰	dE۳	شیر I
-	$10^6$	۲۱/۸	۲۲۰	dE۰	شیر II
-	$10^5$	۱۹/۵	۶۷	dE۶	دُب اصغر
-	$10^5$	۱۹/۶	۶۷	dE۳	ازدها

\* LMC = ابر ماژلان بزرگ؛ SMC = ابر ماژلان کوچک

اهمیت گروه محلی نه تنها به این خاطر است که نزدیکترین خوشه می‌باشد، بلکه به این دلیل است که مطالعه کهکشانهای آن به طور جداگانه ما را قادر می‌سازد تا اطلاعات وسیعی درباره مشخصات کهکشانها به دست آورده و آن گاه این دانسته‌ها را برای قیاس کردن در مورد کهکشانهای دورتر به کار بریم. اعضای گروه محلی نیز به عنوان تنظیم کننده‌های آستانه‌ای برای بیان فواصل دور به کار برده می‌شوند. بالاخره، به این مطلب اشاره می‌شود که در مقایسه با خوشه‌های دیگر، گروه محلی تعداد زیادی کهکشان را در بر نمی‌گیرد و این کهکشانها نیز دارای جرم زیادی نمی‌باشند.



(الف)



(ب)

شکل ۲۳-۱.  
 گروه محلی.  
 (الف) نمایی از  
 بالا که بر صفحه  
 کهکشان خودی  
 تصویر شده  
 است. (ب) نمایی  
 از پهلو. به  
 تجمعات اطراف  
 کهکشان خودی و  
 M31 توجه کنید.

### (ج) خوشه‌های دیگر کهکشانشاها

خوشه‌های دیگر در گستره‌ای از گروه‌های متراکم تا توده‌های خیلی شل قرار دارند. چند نمونه در جدول (۲۳-۲) سیاه‌بندی شده‌اند. خوشه کوره که نسبتاً به ما نزدیکتر می‌باشد، شامل انواع زیادی کهکشان است هر چند، تعداد کل آنها فقط ۱۶ تا می‌باشد. خوشه بزرگ گیسو بیشتر از حد اقل  $7 \text{ Mpc}$  در فضا وسعت دارد و هزاران کهکشان را شامل می‌شود. از این مشاهدات می‌توان دریافت که به طور نمونه یک خوشه حدوداً دارای ۱۰۰ کهکشان روشنتر از  $M = -16$  بوده و دهها میلیون سال نوری از خوشه‌های مجاورش فاصله دارد. مطابق طبقه‌بندی آبل، خوشه گیسو [شکل (۲۳-۲)] یک خوشه منظم است. دو کهکشان بزرگ و روشن بیضوی در نزدیک مرکز آن قرار دارند، که به نظر می‌رسد هر کدام توسط کهکشانهای دیگر احاطه شده‌اند؛ خوشه‌های منظم و غنی دیگر مثل  $A2199$  با کهکشانهای cD مشخص می‌شوند که این‌ها کهکشانهای ابرغول و بیضوی شکل با هاله‌های وسیع می‌باشند. مثالهایی از خوشه‌های نامنظم عبارتند از:

گروه محلی، خوشه هرکول

[شکل (۲۳-۳)] و خوشه

سنبله. از تعداد ۲۰۵ کهکشان

روشنتر در خوشه سنبله، چهار

کهکشان که بیشترین روشنایی

را دارند از نوع کهکشان غول

بیضوی هستند، ولی

کهکشانهای بیضوی فقط ۱۹٪

را شامل می‌شوند در حالی که

در کهکشانهای خوشه‌های

مارپیچی ۶۸٪ را به خود

اختصاص می‌دهند. خوشه

سنبله ۷ را در فضا اشغال

می‌کند که با در نظر گرفتن

فاصله‌اش  $15/7 \text{ Mpc}$ ، چنین

استنباط می‌شود که قطر آن

حدود  $2 \text{ Mpc}$  می‌باشد.



شکل ۲۳-۲. ناحیه مرکزی خوشه گیسو. (رصدخانه‌های نوری ملی)

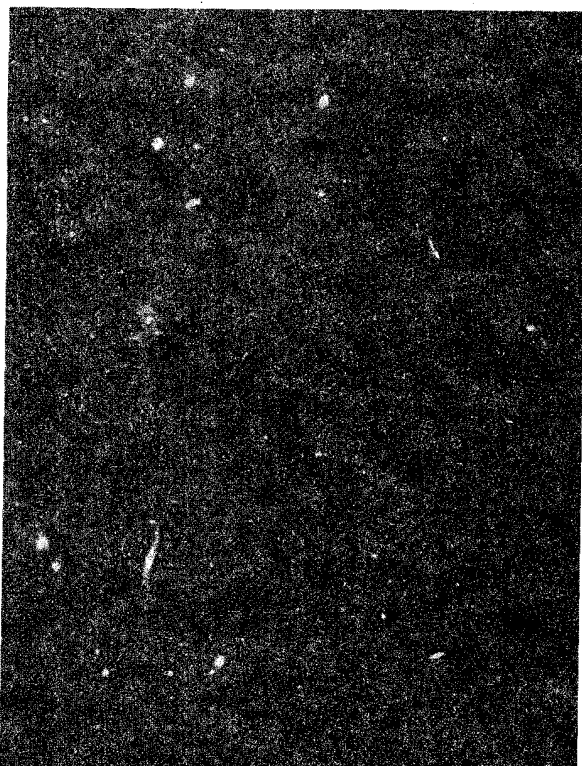
جدول ۲۳-۲ خوشه‌های کهکشانی انتخابی

نام	شماره آیل	$\alpha(2000)$	$\sigma(2000)$	انتقال به قرمز (cz, km/s)	توضیحات
برساووش	۴۲۶	$3^h 18/6^m$	$+41^\circ 32'$	۵۴۶۰	ابرخوشه برساووش
مار	۱۰۶۰	$10^h 36/9^m$	$-27^\circ 32'$	۳۰۰۰	ابرخوشه مار-قنطوروس
سنبله		$12^h 30^m$	$12^\circ 32'$	۱۲۰۰	ابرخوشه محلی
قنطوروس		$12^h 50^m$	$-41^\circ 18'$	۳۲۰۰	ابرخوشه مار-قنطوروس
گیسو	۱۶۵۶	$12^h 59/8^m$	$27^\circ 59'$	۶۶۴۷	ابرخوشه گیسو / A۱۳۶۷
اکلیل شمالی	۲۰۶۵	$15^h 22/7^m$	$+27^\circ 43'$	۲۱۶۰۰	
هرکول	۲۱۵۱+۲۱۵۲	$16^h 05/2^m$	$+17^\circ 43'$	۱۱۲۰۰	ابرخوشه هرکول
	۲۱۹۹	$16^h 28/6^m$	$+39^\circ 31'$	۹۲۰۰	ابرخوشه A۲۱۹۷/۲۱۹۹

## (د) خوشه‌ها و تابع تابندگی کهکشانی

ستارگان محلی دارای یک تابع تابندگی هستند، یعنی می‌توان به وسیله آن تعداد معینی ستاره را در یک گستره تابندگی یا قدر مطلق پیدا نمود. روش اساسی عبارت است از این که تعداد ستارگان بسیار روشن (O B) کمتر از ستارگان با تابندگی کم (M V) می‌باشند [بخش (۱۴-۲ الف)]. یک سلسله مراتب مشابهی برای کهکشانها در خوشه‌ها وجود دارد. در گروه محلی فقط سه کهکشان بیشترین تابندگی را دارند (راه شیری، M۳۱ و M۳۳)؛ اغلب کهکشانها در گروه محلی کوتوله با تابندگی کم هستند. کهکشانهای S۰ دارای یک تابع تابندگی می‌باشند که تا حدی مشابه تابع تابندگی ستارگان است.

خوشه‌ها روش مستقیمی را برای تعیین تابع تابندگی کهکشانها به دست می‌دهند زیرا می‌توانید گستره وسیعی از کهکشانها را با هم ببینید. می‌توانید تعداد کهکشانها را در گستره‌های قدر ظاهری از روشنترین کهکشانها تا کم نورترین آنها شمارش نمایید. از آنجا که همه کهکشانهای واقع در یک خوشه حدوداً در یک فاصله هستند، وقتی که فاصله تا خوشه معلوم باشد، نموداری از تعداد کهکشانها برحسب قدر ظاهری به نموداری از تعداد کهکشانها برحسب قدر مطلق تبدیل می‌گردد. (آبل فکر کرد که این فرآیند ممکن است برعکس باشد؛ شاید انطباق توابع تابندگی به روش جدیدی برای تعیین فاصله منجر شود. بهر صورت، این روش خوب کار نمی‌کند.) در اینجا اشکال اصلی این است که کهکشانهای کوتوله کم شمارش شده‌اند زیرا آنها در فواصل دور بسیار کم نور هستند. آبل توابع تابندگی تعدادی خوشه را تعیین کرده



شکل ۲۳-۳. ناحیه مرکزی خوشه هرکول. (رصدخانه پالومار، انستیتوی فن‌آوری کالیفرنیا)

و دریافت که تعداد کهکشانهای روشن با افزایش تابندگی سریعاً کاهش می‌یابند [شکل (۲۳-۴)]. این رفتار، این موضوع را به ما می‌فهماند که تعداد کهکشانهای با تابندگی کم در یک خوشه از تعداد کهکشانهای با تابندگی زیاد، بیشتر است.

اکنون مفهوم تابع تابندگی (l.f.) را با جزئیات بیشتری بررسی می‌کنیم. این کار را به خاطر این انجام می‌دهیم که اگر l.f. را برای خوشه‌ها بدانیم، آن گاه می‌توانیم: (۱) جمعیت کهکشانهای کوتوله (غیرقابل مشاهده) در خوشه‌ها، (۲) توزیع‌های جرم در خوشه‌ها، و (۳) فواصل تا خوشه‌ها را تعیین کنیم. یک تابع تابندگی اصلی، تعداد کهکشانها در بازه تابندگی (یا قدر) بر واحد حجم از فضا را به دست می‌دهد. عبارت دقیق این تابع می‌تواند به شکلهای زیادی بیان

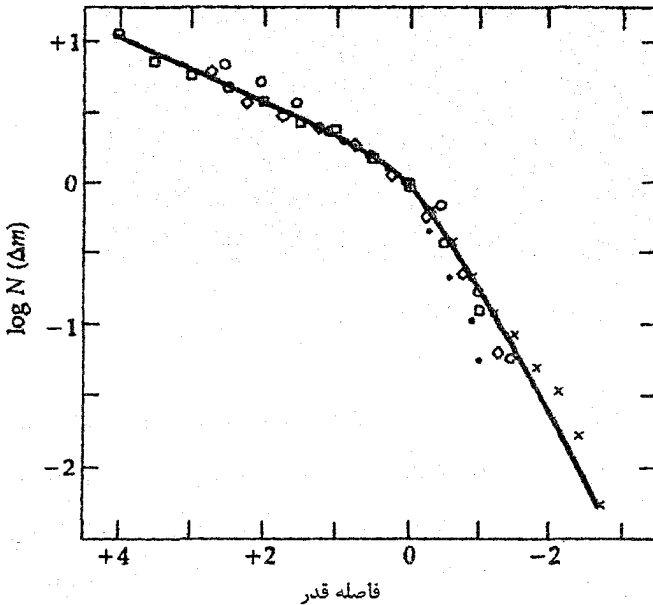
شود. پاول شچتر<sup>۱</sup> یک شکل تحلیلی برای I.f. جزئی ارائه داد که برای نمونه‌های مختلفی از کهکشانها مفید و مناسب به نظر می‌رسد:

$$\Phi(L) dL = \Phi^* \left(\frac{L}{L^*}\right)^\alpha \exp\left(-\frac{L}{L^*}\right) d\left(\frac{L}{L^*}\right) \quad (1-23)$$

که در آن  $\Phi(L)$  چگالی کهکشانها در گسترده‌ای از  $L$  تا  $L + dL$ ،  $\Phi^*$  پارامتر بهنجار شده،  $L^*$  یک تابندگی مشخص که در آن شیب تابع به سرعت تغییر می‌کند (در  $M_B = -19/4$ )، و  $\alpha$  شیب نمودار  $\log \Phi$  برحسب  $\log L$  (برای  $L < L^*$ ) است. برای نمونه در مورد خوشه‌های غنی  $\alpha = -\frac{5}{4}$  و

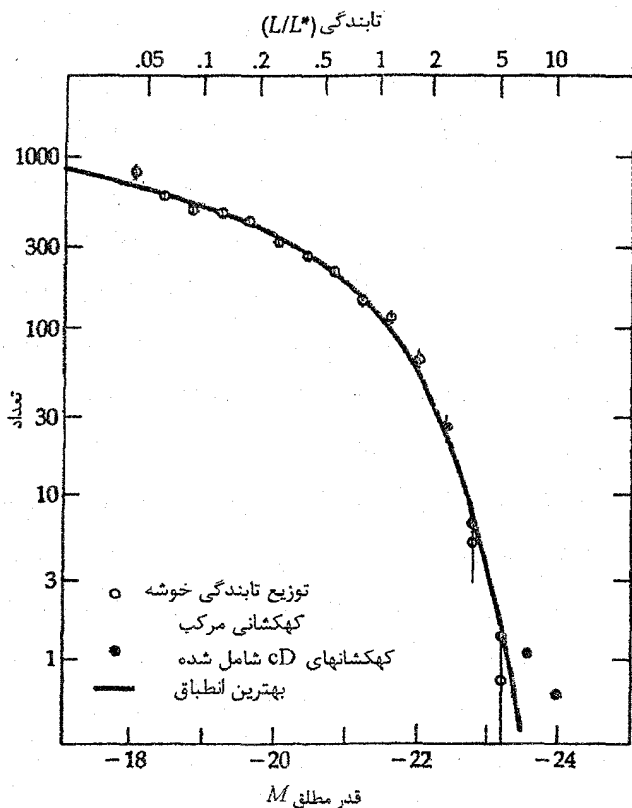
$$\Phi^* = 0.005 (H_0/50)^3 / \text{Mpc}^3$$

می‌باشد. [شکل (۵-۲۳)] نموداری از چنین توابعی را نشان می‌دهد.



شکل ۲۳-۴. تابع تابندگی برای کهکشانها. تعدادی از کهکشانها در یک فاصله قدر در مقابل فاصله قدر با یک نقطه انتخابی صفر. (اقتباس شده از نمودار جی. آبل)





شکل ۲۳-۵. تابع تابندگی شچتر. (اقتباس شده از نمودار پی. شچتر)

تخمین زدن جرم این خوشه‌ها مشکل است. همه ماده داخل آنها را نمی‌توان دید و علاوه بر این تمام کهکشانهای قابل مشاهده حد پایین‌تر جرم یک خوشه را به دست می‌دهند. به عبارت دیگر، اگر فرض شود که خوشه به طور گرانثی مقید است، حرکت اعضای آن یک حد بالاتری را روی جرم آن به دست می‌دهد. گستره جرمها از  $10^9$  تا  $10^{15}$  برابر جرم خورشید می‌باشد. به هر حال، امکان این که گفته شود تمام خوشه‌ها مقید و پایدار یا ناپایدار و در حال انبساط هستند، وجود ندارد. اگر آنها ناپایدار باشند، برآوردهای جرم در انتهای محدوده کرانه پایین‌تر قرار می‌گیرد.

### (ه) آدمخواری کهکشانی؟

یک حقیقت قابل توجه در مورد خوشه‌ها این است که - نسبت به اندازه کهکشانهای واقع در آنها - کهکشانهای تا حدی نزدیک یکدیگر قرار دارند. این فاصله کهکشانی را با نظایر شان در مورد سیارات و ستاره‌ها مقایسه کنید. در منظومه شمسی سیارات در فاصله حدود  $10^5$  برابر

اقطارشان از یکدیگر قرار دارند. در کهکشان خودی ستارگان حدود  $10^6$  برابر اقطارشان از یکدیگر فاصله دارند. اما، در یک خوشه فواصل کهکشانها از یکدیگر تنها  $100$  برابر قطر یکی از کهکشانها است. حال، اگر به طور نسبی کهکشانها به یکدیگر بسیار نزدیک باشند، باید این حقیقت را در نظر بگیرید که بیشتر کهکشانهای سنگین (کهکشانهای بیضوی ابرغول) حداقل  $10^7$  برابر سنگین تر از کهکشانهای سبک تر (کهکشانهای بیضوی کوتوله و نامنظم) هستند. نیروهای جزر و مدی می توانند سبب شوند تا بزرگترین کهکشانها طوری کهکشانهای کوچکتر را بشکنند تا ساختار آنها از هم پاشیده شده و به داخل شان کشیده شوند. این بلعیده شدن کهکشانهای کوچک توسط کهکشانهای بزرگ را آدمخواری کهکشانی<sup>۱</sup> می گویند.

باید دید چه مشاهداتی موید این ایده می باشند؟ بعضی از ستاره شناسان کهکشانهای بیضوی ابرغول (CD) را به عنوان نوعی مشخص از کهکشانها در نظر می گیرند. خواص ویژه آنها عبارتند از: (۱) هاله های وسیع با قطر بیش از یک مگا پارسک، (۲) چندین هسته (گاهی اوقات) و (۳) موقعیت آنها در مرکز خوشه ها. این خواص مشاهده شده به اضافه محاسبات نظری حرکات این کهکشانها در خوشه ها پیشنهاد می کنند که کهکشانهای CD از فرآیند آدمخواری کهکشانی یعنی از برخورد های نزدیک در مرکز خوشه ها یا فروریزش مواد آنها بر اثر باریکه های حاصل از اعضای دیگر خوشه ها به وجود می آیند. اصطکاک دینامیکی نیز ممکن است نقشی ایفا کند. تمام این فرایندها بر این فرض مبتنی است که کهکشانهای رشد یافته در مرکز چاه پتانسیل گرانشی یک خوشه قرار دارند به طوری که مواد از کهکشانهای دیگر که در آن محل جمع شده اند، آزاد می شوند.

بعضی مشاهدات موید این موضوع هستند که (۱) کهکشانهای CD در مرکز خوشه ها با فاصله  $200 \text{ kpc}$  که حدود قطر یک کهکشان CD است، قرار دارند و (۲) نورسنجی بخشهای داخلی تر کهکشانهای CD نشان می دهد که آنها دارای همان خواص کهکشانهای E هستند که مواد جمع شده اند و این هاله های وسیع را ایجاد کرده اند.

حداقل ۵۰ درصد از کهکشانهای CD بیش از یک هسته دارند. آیا ممکن است این امر از فرآیند آدمخواری، به جای مانده باشد؟ مشاهدات اخیر نیز موید این موضوع هستند. داده های پدیده دوپلر نشان می دهند که هسته های داخل یک کهکشان CD با تسنیدهای نسبی حدود  $1000 \text{ km/s}$  حرکت می کنند. در مقابل، ستارگان داخل یک کهکشان CD با تندی  $300 \text{ km/s}$  در

مدارهایی حرکت می‌کنند. از این رو، هسته‌ها در یک کهکشان CD در دینامیک ستاره‌ای شرکت ندارند. آنها بسیار سریعتر حرکت می‌کنند و سرعتشان آنها را از مرکز کهکشان بسیار دور می‌سازد. بنابراین، هسته‌ها ممکن است کهکشانهای بیضوی عادی باشند که نزدیک یکدیگر آمده‌اند و از میان کهکشان CD عبور می‌کنند. اصطکاک دینامیکی انرژیهای مداری آنها را کاهش می‌دهد به طوری که اکنون به کهکشان CD مقید هستند.

اگر چه کهکشانها عملاً ممکن نیست یکی شوند، مطمئناً برخوردهای نزدیک را انجام داده و تحت تاثیر نیروهای جزر و مدی برهم کنش می‌کنند. این چنین برهم کنشهایی اثرات کلی خواهند داشت. اولاً، همان طوری که توسط برآمدگیهای جزر و مدی زمین نشان داده شده است، مواد برآمدگیها روی هر دو طرف هر کهکشان به طرف خارج کشیده می‌شوند. ثانیاً، به خاطر چرخش کهکشانها مواد آنها بعد از یک برخورد جزر و مدی، تکانه زاویه‌ای خود را حفظ می‌کنند و به صورت جریانهای کماتی شکل حرکت می‌کنند. بنابراین، انتظار می‌رود که برآمدگیهای جزر و مدی به عنوان پلی دو کهکشان را که به طور جزر و مدی برهم کنش دارند به یکدیگر وصل نماید و ممکن است دم آنها در جهات مختلف، از یکدیگر دور شوند. آیا کهکشانهایی با چنین برهم کنشهایی رویت شده‌اند؟ بسیاری از کهکشانها با شکلهای به خصوص - آنهايي که در داخل شکل استاندارد هابل قرار نمی‌گیرند - وجود بعضی از مشخصات برهم کنشهای جزر و مدی را نشان می‌دهند. یک مثال عالی جفت کهکشان NGC ۴۰۳۸ و NGC ۴۰۳۹ [شکل (۲۳-۶)] می‌باشند. در این جا پلی از مواد بین کهکشانها و دم آنها که در جهت مخالف قرار دارند، پدیدار می‌شوند. شبیه‌سازیهایی رایانه‌ای چنین برخوردهایی را نشان می‌دهند که ساختارهای مشابهی از برهم کنشهای گرانشی نتیجه می‌شوند. کهکشان ویژه M۸۲ مشابهاً شکل‌گیری ستاره‌ای خود را که بوسیله برهم‌کنش جزر و مدی M۸۱ فشار داده شده است دارا می‌باشد [شکل (۲۳-۷)].

## ۲۳-۲ ابر خوشه‌ها

آیا جهان سازمانی با سطح بالاتر از سازمان خوشه‌های کهکشانها دارد؟ آیا خوشه‌هایی از خوشه‌ها - ابر خوشه‌ها وجود دارند؟ چندین سال ستاره‌شناسان در مورد ماهیت و وجود ابر خوشه‌ها شدیداً تردید داشتند. مشاهدات قبلی به طور موفقیت‌آمیزی به این واقعیت رسید که تصویر استاندارد، تصویر خوشه‌های کم و بیش کروی محاط شده در یک توزیع بسیار یکنواختی از کهکشانهای غیرخوشه‌ای زمینه بود. آن نقطه نظر اخیراً و به سرعت به نظریه‌ای که

در آن ابرخوشه‌ها دارای یک ساختار رشته‌ای و ریسمانی شکل با طول صدها Mpc هستند، تبدیل شده است. بین آنها تپی جاهای وسیع، فضای خالی از مادهٔ تابنده مثل کهکشانها وجود دارد. ابر خوشه‌ها ممکن است به هم متصل شوند - شبکه اصلی جهان.



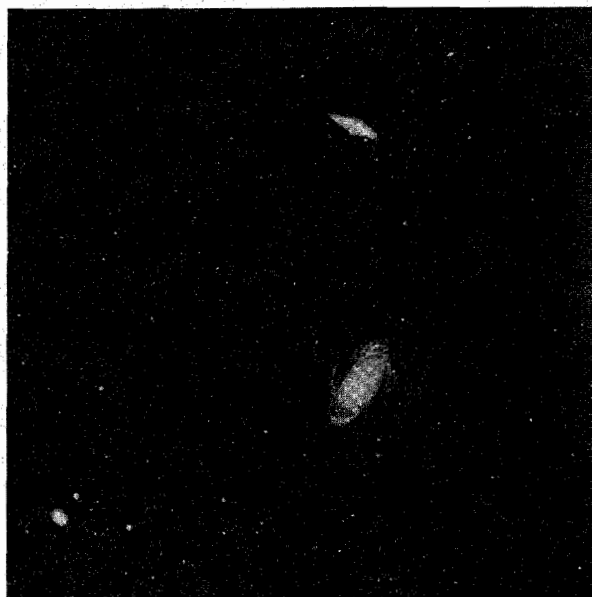
شکل ۲۳-۶. کهکشانهای برهمکنشی جزر و مدی. NGC ۴۰۳۸ و NGC ۴۰۳۹ توسط نیروهای جزر و مدی برهم کنش می‌کنند که نتیجه آن جریان دمها می‌باشد. (رصدخانه پالومار، انستیتو فن‌آوری کالیفرنیا)

### (الف) کشف

به محض اینکه هابل در سال ۱۹۲۴ م. نشان داد جهان از کهکشانها پر شده است، معلوم شد که خوشه‌ها نیز وجود دارند - آنها واضح هستند! بعضی از آنها آنقدر غنی هستند که صدها نمونه بر روی یک صفحه عکاسی منفردی ظاهر می‌شوند به طوری که هابل از مجموعه بزرگ خود تعجب کرد. بعضی از معاصرین می‌اندیشیدند که ممکن است ساختارهای بزرگتر وجود داشته باشند - بر اساس اصطلاحات قدیمی‌تر، ابرهایی از خوشه‌ها. (امروزه، لفظ ابرخوشه‌ها را برای سیستم‌هایی مشتمل بر خوشه‌های کهکشانی چندتائی بکار می‌بریم). مثلاً، هارلو شاپلی یادآوری نمود که کهکشانها و خوشه‌های بیشتری در نیم کره شمالی کهکشانی نسبت به نیم کره

جنوبی دیده شده است. هم چنین، هنگامی که کلاید تومبا<sup>۱</sup> در جستجوی پلوتو بود به تجمعات احتمالی خوشه‌هایی اشاره کرد که اکنون به عنوان ابر خوشه بر ساووش شناخته شده است. هابل فکر می‌کرد که بررسی‌های عکاسی او یک یکنواختی بزرگ مقیاس را پایه‌گذاری نموده است، و شهرت او آنچنان بود که اغلب ستاره‌شناسان نیز چنین دیدی را داشتند.

با شروع دهه ۱۹۵۰ م، مطالعات میدان عریض با تلسکوپهایی نظیر پالومار اشمیت<sup>۲</sup> (منجر به بررسی آسمان رصدخانه پالومار شد - یک وسیله بسیار مهم برای مطالعه خوشه‌ها) منتهی به روش تجزیه و تحلیل دو بعدی گردید (چند انتقال به قرمز در آن زمان شناخته شده بود). جورج آبل و فریتز زویسکی<sup>۳</sup> فهرستهای خوشه‌ها را جمع‌آوری کردند، و دونالد شین<sup>۴</sup> و کارل ویرتانن<sup>۵</sup> آمار شمارشهای کهکشانی را مورد آزمایش قرار دادند. آنها کهکشانهای روشنتر از قدر ۱۹ را در ۱/۶ درجه مربع در آسمان شمالی شمارش نمودند - چیزی حدود چند میلیون کهکشان در طول مطالعه که ۱۲ سال طول کشید. این نقشه [شکل (۲۳-۸)] نشان می‌دهد که



شکل ۲۳-۷. کهکشانهای M۸۲ (بالا) و M۸۱ (پایین). فعالیت M۸۲ ممکن است نتیجه یک برهم‌کنش جزر مدی باشد. (رصدخانه نجومی نوری ملی)

1- Clyde Tombaugh

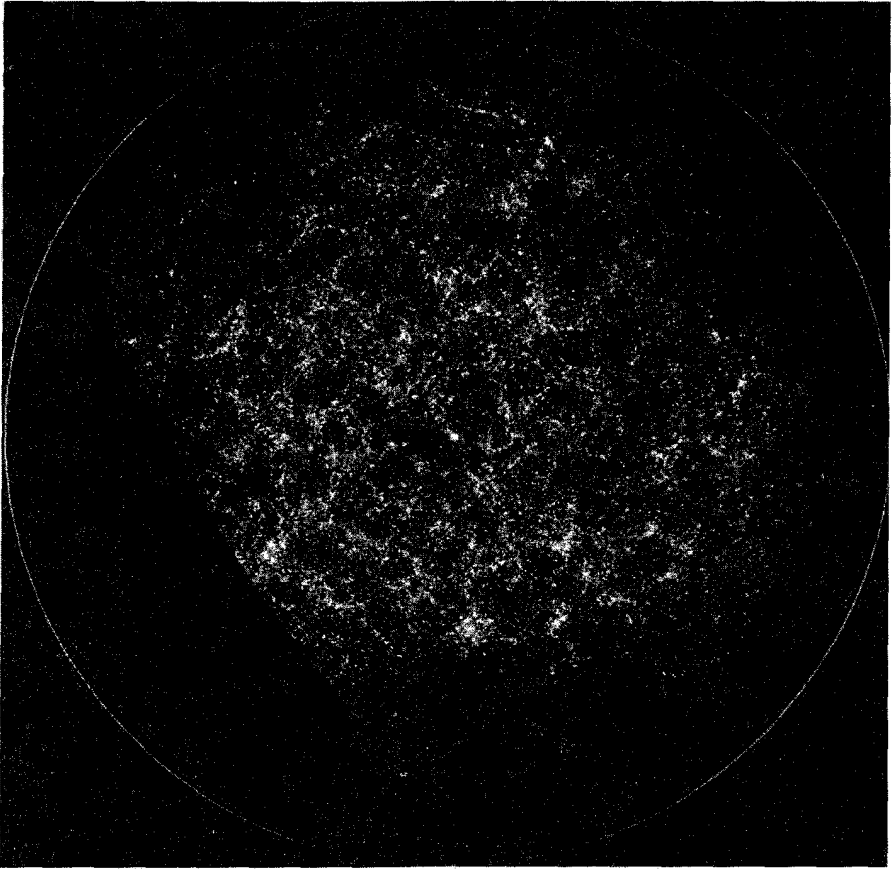
2- Palomar Schmidt

3- Fritz Zwicky

4- Donald Shane

5- Carl Wirtanen

خوشه‌های کهکشانیها به صورت طرح یک شبه زنجیر از داخل بهم وصل می‌باشند- یک نقش‌گذاری انفجاری از انفجار بزرگ. (اما توجه داشته باشید که این نقشه یک تصویر دوبعدی از ساختار سه بعدی می‌باشد، بنابراین تمام زنجیرها حقیقی نیستند.)



شکل ۲۳-۸. خوشه‌ای شدن کهکشان. این نمودار، بیش از یک میلیون کهکشان را در ساختارهای رشته‌ای و در دو بعد نشان می‌دهد. (پی. جی. ای. پیبلز)<sup>۱</sup>

تمام این تجزیه و تحلیل‌ها باستانی نتایج زویسکی اشاره بر این داشتند که ساختارهای بزرگتر وجود دارند، اما خوشه‌های زویسکی اغلب تجمعات چندگانه‌ای داشتند. اکثر ستاره‌شناسان براین باورند که ابرخوشه‌ها وجود دارند، و فرض واضح این است که آنها دارای

تقاری کروی می‌باشند. یک الگوی هسته / هاله با خوشه غنی که توسط گروه‌ها و کهکشانهای منفرد احاطه شده، پیشنهاد شده است.

یک دلیل برای ارائه این الگو کار ماندگار جرارد دوکولورز<sup>۱</sup> است که او به اشکال مشابه ابرخوشه محلی را توصیف کرد. خوشه غالب خوشه گیسو بود، و گروه محلی یکی از مولفه‌های دور افتاده است. ساختار کروی شناخته شده است نه به این علت که دوکولورز صفحه‌ای (صفحه ابر کهکشانی) را تعریف کرده که کهکشانها در امتداد آن تجمع یافته‌اند.

قدم عمده بعدی در تحقیق ساختارهای بسیار بزرگ در دهه ۱۹۷۰ م. همراه با مقدمه گسترده لوله‌های تشدید کننده تصویر برداشته شد. این ابزار علائم نوری ضعیف را با سازه ۱۰<sup>۵</sup> - ۱۰<sup>۳</sup> برابر تقویت کردند. چندین گروه این وسائل را به روش جدیدی برای تکمیل آماری بررسی‌های انتقال به قرمز نواحی نسبتاً بزرگ آسمان بکار بردند. اس. گریگوری<sup>۲</sup>، ال. تامسون<sup>۳</sup>، و دلبیو. تیفت<sup>۴</sup> اولین کسانی بودند که در واقع موجودیت ابرخوشه‌های خارجی را توسط موقعیتهای سه بعدی نمایش دادند. آنها نشان دادند که خوشه‌های گیسو و A۱۳۶۷ (با حدود ۲۰<sup>۰</sup> در آسمان از هم جدا شده‌اند) توسط پلی از کهکشانها و خوشه‌های کوچک به یک دیگر محلق شده‌اند. در کارشان، هم چنین کهکشانهای پیش و پس زمینه را بررسی کردند زیرا آنها هیچ معلومات قبلی از اعضاء نداشتند. این کار به کشف غیرمنتظره خالی بودن ناحیه‌ای بزرگ از پیش زمینه منجر شد. به سرعت، ابرخوشه‌های دیگر پیدا شدند؛ جی. چین کارنیی<sup>۵</sup>، اچ. رود<sup>۶</sup>، و ام. تارنگی<sup>۷</sup> بهم ملحق شدند تا دومین ابرخوشه را نمایش دهند - در هرکول. بزودی ابر خوشه دیگر در برساووش و دیگری در جنوب در ناحیه مار/ قنطوروس پیدا شدند. تمام مطالعات راجع به ابرخوشه‌ها نواحی خالی را پیدا کردند، و بدین علت جمله تهی جا را به گونه جهانی انتخاب نمودند.

در دهه بعد، مثالهای بیشتری از تهی جاها و ابرخوشه‌ها پیدا شدند. آر. کیرشنر<sup>۸</sup>، ای. امرل<sup>۹</sup>، پی. شچتر، و اس. شکت من<sup>۱۰</sup> تهی جای بزرگتری (Mpc<sup>۳</sup> ۱۰<sup>۶</sup> - ۱۰<sup>۵</sup>) در جهت عوا پیدا کردند.

1- Gerard de Vaucouleurs

2- S. Gregory

3- L. Thompson

4- W. Tift

5- G. Chincarini

6- H. Rood

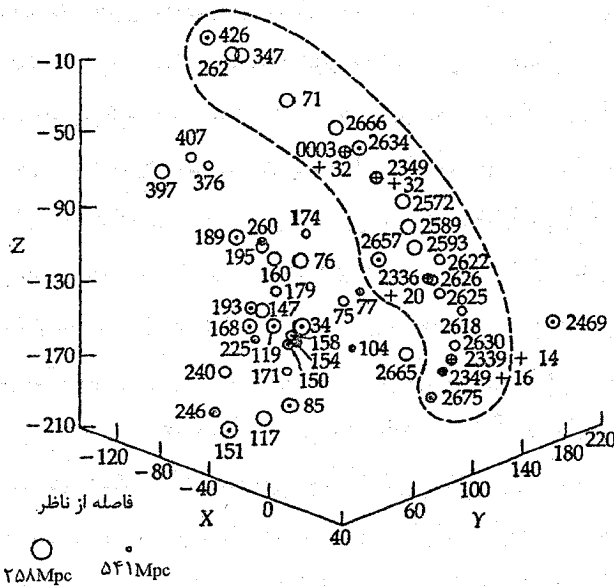
7- M. Tarengi

8- R. Kirshner

9-A. Omeler

10- S. Shectman

دی. باتسکی<sup>۱</sup> و جی. برنز<sup>۲</sup> خوشه‌های آبل را تجزیه و تحلیل کردند، و آنها را در فهرستی از ابر خوشه‌ها و تهی جاهای ممکن قرار دادند. یکی از تهی جاهای آنها قسمت عمده نیم کره شمالی کهکشانی را پوشانده بود و تهی جا عوا را به عنوان یک گوشه کوچک در بر می‌گیرد! آنها هم چنین بزرگترین ساختار شناخته شده در حال حاضر را پیدا کردند [شکل (۲۳-۹)]. این ابر خوشه دارای طول تقریبی ۱ بیلیون سال نوری است. و ابر خوشه برساوش را به عنوان یک قسمت کوچک در بردارد.



شکل ۲۳-۹. رشته ابرخوشه برساوش - اسب بالدار. دایره‌ها محل خوشه‌های آبل تصویر شده در مقابل آسمان را نشان می‌دهند. پریند خط چین رشته را مشخص می‌کند. (جی. برنز، دی. باتسکی)

آر. بی. تولی<sup>۳</sup> و آر. فیشر<sup>۴</sup> یک نقشه سه بعدی [شکل (۲۳-۱۰)] را به بینید] از ابر خوشه محلی را توسط بدست آوردن انتقال به قرمز ۲۱ cm تعداد زیادی (بیش از ۲۲۰۰) از کهکشانهای نمونه آخر کشف کردند. آنها یک ساختار غنی و پیچیده را کشف کردند که به دو ابر اصلی - ابرهای باریک سیگاری شکل - که در بالا و پایین صفحه مرکزی پدیدار شده‌اند، تبدیل گردیده

1- D. Batuski

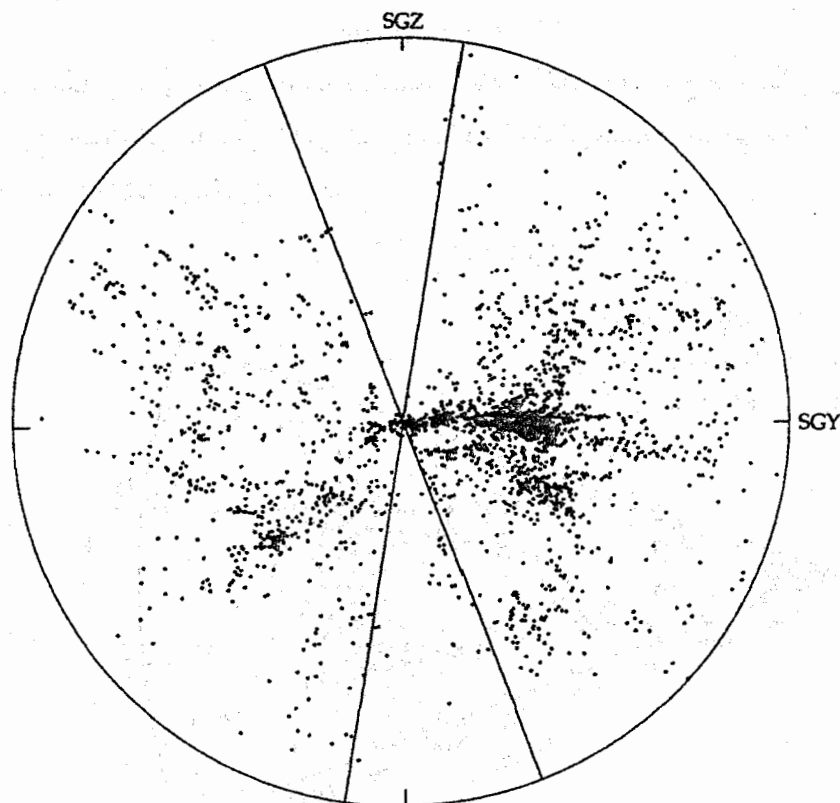
2- J. Burns

3- R. B. Tully

4- R. Fisher



است. اغلب ابرخوشه‌ها دارای فضای خالی هستند؛ ۹۸٪ کهکشانهای قابل رویت دقیقاً ۱۱ ابر را در بر می‌گیرند که فقط ۵٪ کل حجم را پر می‌کنند. ابرها با ساختار قرصی و به پهنای حدود ۱۰ برابر ضخامتشان یک کلوچه کیهانی از خوشه‌های کهکشانی را رسم می‌کنند. خوشه سنبله متراکم‌ترین تجمع کهکشانها در شکل (۲۳-۱۰) می‌باشد. توجه کنید که آن به وضوح مرکز ساختار نیست. اگر چه شکل سبب اشتباه می‌شود زیرا آن به مرکز موقعیت ما می‌باشد. سنبله ممکن نیست بر ابر خوشه محلی غالب باشد.



شکل ۲۳-۱۰. ابر خوشه محلی. این نقشه نمای بالایی است که تقریباً به صفحه کهکشان خودی مربوط می‌شود. هر نقطه یک کهکشان را نشان می‌دهد. سه گوشها دلالت بر نواحی تاریک شده آسمان توسط گرد و غبار در کهکشان خودی دارند. (گرفته شده از نمودار ترسیم شده توسط اربی. تولی)

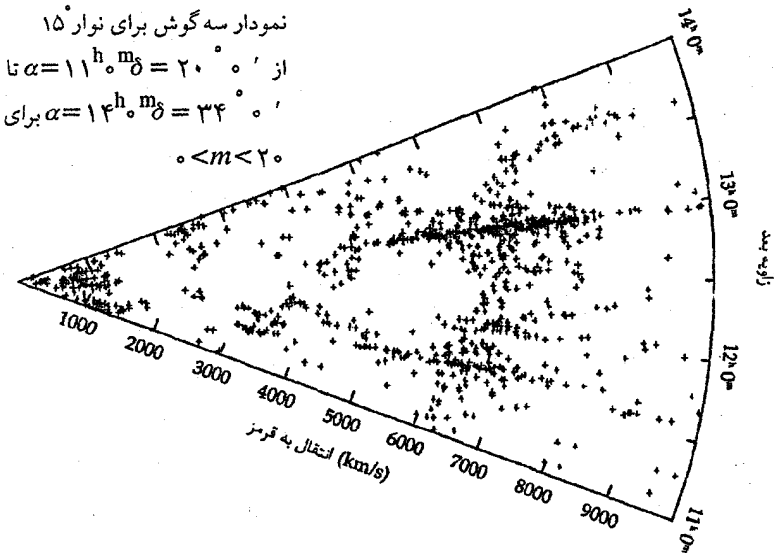
شکلهای (۱۱-۲۳) و (۱۲-۲۳) نمودارهای سه گوش یا نمودارهای مخروطی (اگر سه بعدی فکر کنید) را برای کهکشانها به ترتیب در نواحی گیسو و هرکول نمایش می دهند. این نوع نمودار از انتقال به قرمز به عنوان محور فاصله استفاده می کند، و تهی جاها و ابر خوشه ها به صورت نواحی خالی یا نواحی کپه ای در فضای انتقال به قرمز ظاهر می شوند.

یک وسیله برای مطالعه آمار ساختار بزرگ مقیاس توابع هم بستگی  $n$  نقطه ای می باشند. در عمل، توابع با مراتب بالاتر از ۲ نقطه هم بستگی بندرت مورد استفاده قرار می گیرند. معادله تعریف شده بدین صورت است

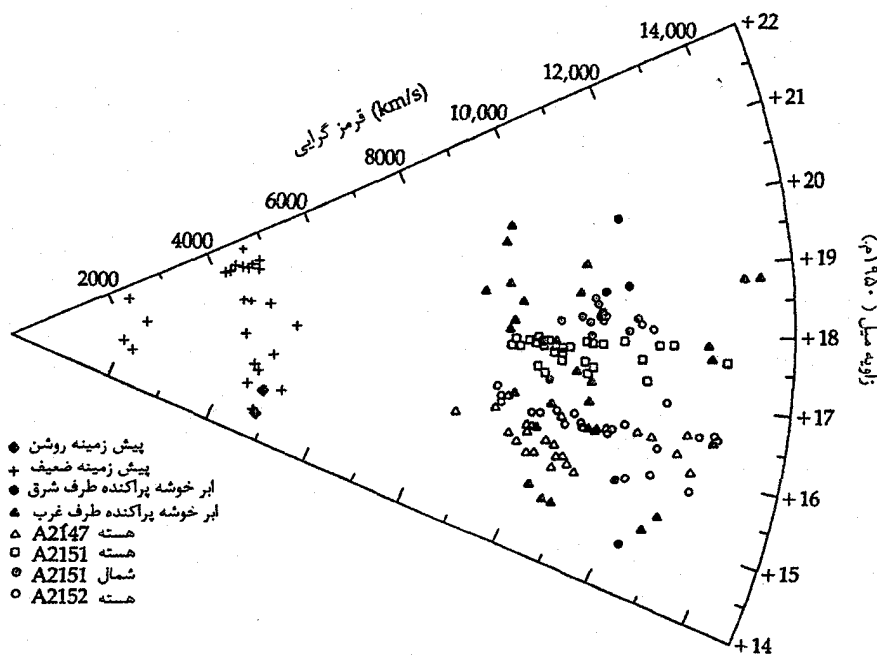
$$\delta P = n [1 + \xi(r)] \delta V$$

که  $n$  چگالی عددی حجمی متوسط کهکشانها می باشد. آنگاه  $\xi(r)$  (تابع هم بستگی دو نقطه) ازدیاد احتمال (در مقایسه با شانس اتفاقی) پیدا کردن یک کهکشان در حجم  $\delta V$  را می دهد. عموماً،  $\xi(r)$  دارای شکل زیر است

$$\xi(r) = \frac{4}{\sqrt{h}} r^{-1/8}$$



شکل ۱۱-۲۳. ابر خوشه گیسو. این نمودار سه گوش شامل قسمتهای ابر خوشه محلی (اجرام کپه شده نزدیک راس) و ابر خوشه گیسو A1۳۶۷ (در انتقال به قرمز حدود ۷۰۰۰ km/s) می باشد. به نواحی خالی تهی جا و ظهور کشیده غنی از خوشه ها که به علت پراکندگی های سرعت بالا در داخل خوشه ها بوجود آمده اند، توجه کنید.



شکل ۲۳-۱۲. ابر خوشه هرکول. این نمودار سه گوش تهی جای بین ابر خوشه و کهکشانهای زمینه جلورا نشان می دهد. (گرفته شده از نمودار ترسیم شده توسط ام. تارنگی، دبلیو. جی. تیفت، جی. چین کارینی، اچ. جی رود، و ال. ای. تامسون)

این رابطه عموماً برای  $z$  بین ۲-۲۵ مگا پارسک برقرار است. همواری شکل تابعی تابع همبستگی نشان می دهد که هیچ مقیاس طول مرجعی وجود ندارد، و گستره بزرگ فواصل توزیع های غیر تصادفی در مقیاسهای طولی خیلی بزرگتر از خوشه ها را نشان می دهد. تابع همبستگی می تواند برای نمونه های گوناگون اختزفیزیکی نظیر اختروشها، کهکشانهای رادیویی، و خوشه های غنی برای اینکه تمایل خوشه ای شدن آنها تجربه شود، پیدا شود. در فصل ۲۶ خواهیم دید که  $\xi(r)$  می تواند برای تفکیک بین الگوهای نظری شکل گیری کهکشانهای مورد استفاده قرار گیرد.

بر پایه مشاهدات یک دهه، اجازه دهید بعضی از اشکال ساختارهای بزرگ مقیاس را سیاه بندی کنیم.

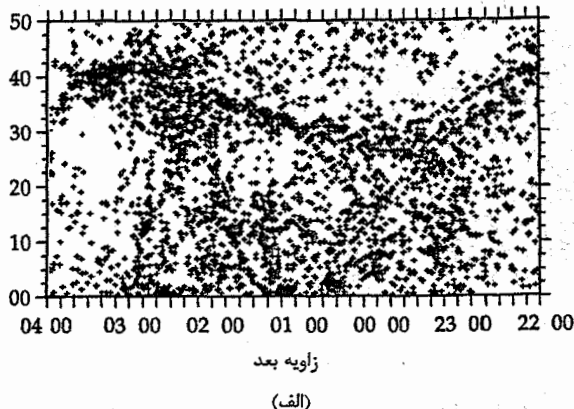
۱. ابر خوشه ها کروی نیستند. ساختارهای مسطح بر آنها غالب می باشند - اکثراً به طور آرام رشته های منحنی شکلند، اما بعضی از آنها کلوچه ای شکل می باشند.

۲. تمام خوشه‌های غنی در ابر خوشه‌ها قرار دارند.
  ۳. حداقل ۹۵ تا ۹۹ درصد (احتمالاً ۱۰۰ درصد) کهکشانها در ابر خوشه واقع می‌باشند.
  ۴. تهی جاها به طور فراگیر کروی هستند.
  ۵. تهی جاها از کهکشانهای روشن ( $M < M^*$ ) خالی (حداقل هستند).
- یافته مهم در ابر خوشه برساووش توسط آر. جیووانلی<sup>۱</sup>، ام. هاینز<sup>۲</sup>، و جی. چین کارینی روشهای جدیدی راجع به درک چگونگی شکل‌گیری و تحول ابرخوشه‌ها و کهکشانهای مولفه آنها نوید داد. شکل (۲۳-۱۳) ناحیه ابر خوشه‌ای را نشان می‌دهد که در آن توزیع انواع ریختهای کهکشانها دیده می‌شوند. دو نمودار بالایی ابر خوشه‌ای را نشان می‌دهند که تمام کهکشانهای آنها توسط بیضوی‌ها و S۰ها توصیف شده‌اند. نمودارهای پایینی توزیع تدریجی انواع آخر مارپیچی‌ها و بی‌نظم‌ها را نشان می‌دهند. واضح است که رشته ابر خوشه هنگامی که به انواع اولیه نگاه می‌شود، برجسته‌تر می‌باشند. در آخرین انواع، ساختار رشته‌ای تقریباً ناپدید می‌شود. از زمان ای. هابل و ام. هوماسون<sup>۳</sup> از تفکیک ریخت‌شناسی مشابهی در مورد خوشه‌های کهکشانی آگاه بوده‌ایم. آنها نشان دادند که کهکشانهای بیضوی در هسته‌های فشرده خوشه‌ای پیدا می‌شوند. نتایج جدید وابستگی این ریخت‌شناسی - چگالی را به مقیاسهای بزرگتر توسعه داده است. متأسفانه، تاکنون نمی‌دانیم آیا این نتیجه کلید اصلی راجع به فرایندهای شکل‌گیری وابسته به سراسر ابر خوشه است یا آیا آن تنها نتیجه‌ای از نواحی با چگالی بالای محلی می‌باشد؟ هر کدام که باشد، نکته کلیدی مهمی راجع به چگونگی شکل‌گیری و تحول کهکشانها ارائه کرده‌ایم.

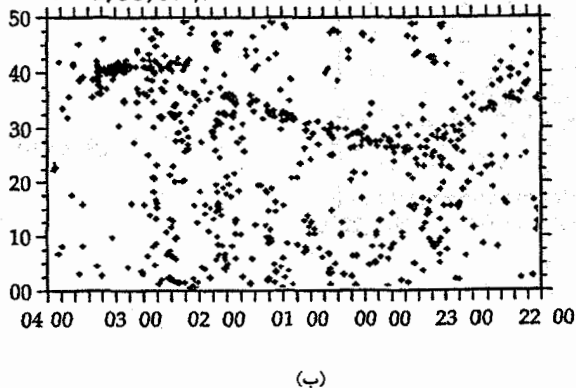
### (ب) حرکات ویژه و جذب کننده بزرگ

با رشد مهارت و دقت در تخمینهای فاصله اولیه و ثانویه مورد بحث در فصل ۲۲، در دهه‌های ۱۹۸۰ م. و ۱۹۹۰ م. ممکن شد تا به این سوال که چگونه ابر خوشه‌ها ممکن است بر شارها بلی اثر بگذارند، پاسخ داده شود. روشهای  $D_n - \sigma$  و IRTF [بخش (۲۳-۳) (ب)] برای تخمین فواصل صدها کهکشان طوری مورد استفاده قرار گرفتند که مستقل از قرمزگرایی‌های کهکشانها بودند. هنگامی که فواصل پیش‌بینی شده انتقال به قرمزی با فواصل بدست آمده مستقل مقایسه شدند، اختلافهای سیستمی پیدا شدند.

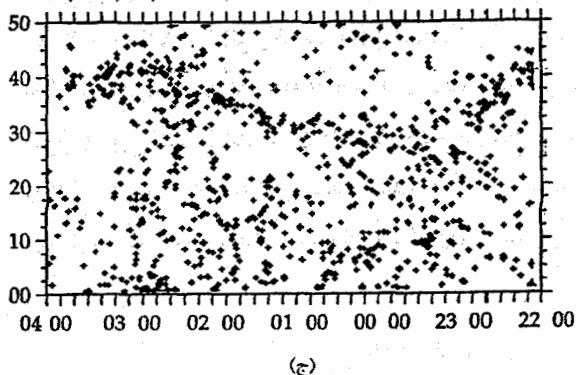
تمام انواع UGC



E, SO, Soa, فشرده

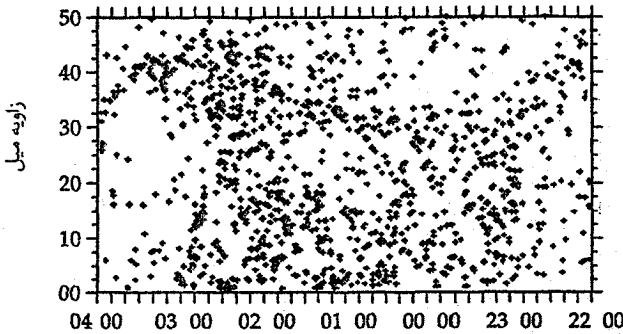


Sa, Sab, Sb, Sbc



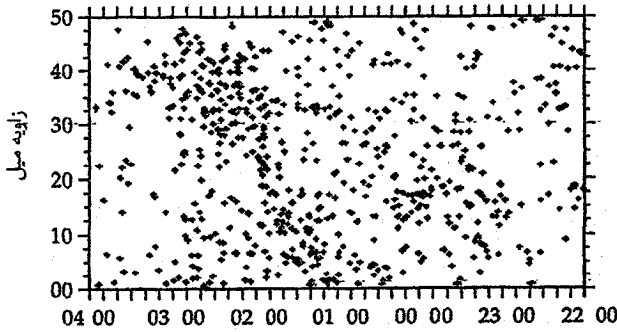
شکل ۲۳-۱۳. تفکیک ریخت‌شناسی در ابر خوشه برساوش. نمودارهای بالایی موقعیت‌های تمام کهکشانها در این ناحیه را نشان می‌دهند. ابرخوشه برساوش رشته‌ای است که به خوبی در طول نیمه بالایی شکل منحنی شکل شده است. نمودار دوم موقعیت‌های کهکشانهای E و S<sub>0</sub> را نشان می‌دهند؛ سومین نمودار کهکشانهای Sa تا Sbc را نشان می‌دهند؛ چهارمین نمودار کهکشانهای Sc، و پنجمین نمودار انواع عقب‌تر از Sc را نمایش می‌دهند. توجه کنید که رشته ابرخوشه برای انواع مختلف به صورت متفاوت تعریف شده است. انواع اولیه آن را به وضوح تعریف می‌کند، و انواع آخر پراکنده‌تر توزیع شده‌اند.

Sc, S...



(د)

عقب تراز Sc



زاویه بعد

(ه)

ادامه شکل ۲۳-۱۳.

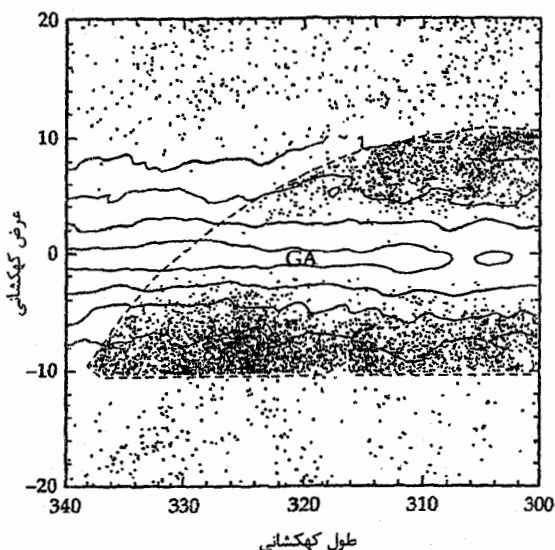
مهم ترین توضیح برای این تفاوتها به علت حرکات توده ای می باشد. بنظر می رسد که گروه محلی با سرعت حدود  $250 \text{ km/s}$  در حال سقوط به نواحی مرکزی ابر خوشه محلی [به سمت  $b = 74^\circ, l = 284^\circ$  (نزدیک سنبله)] است. کل ابر خوشه محلی نیز با سرعت  $570 \text{ km/s}$  در حال حرکت به سمت  $b = 9^\circ, l = 307^\circ$  می باشد. تخمینهای پتانسیل گرانشی که برای این حرکت ضروری می باشد دلالت بر آن دارند که منبع مرکزی بایستی بسیار سنگین باشد - حدود  $5 \times 10^6 M_\odot$ . متاسفانه این جذب کننده بزرگ در جهت صفحه کهکشان راه شیری قرار دارد و پیدا کردن آن بسیار سخت است، اما آر. کرون - کورتوگ<sup>۱</sup>، پی. ودت<sup>۲</sup>، وی. کایات<sup>۳</sup>،

1- R. Kraan - Korteweg

2- P. woudt

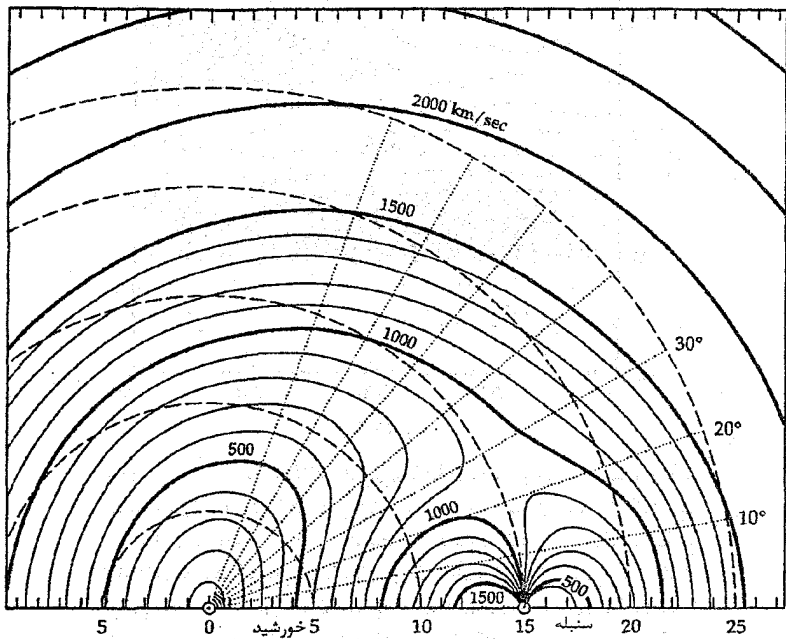
3- V. Cayatte

ای. فیرال<sup>۱</sup>، سی. بالکوسکی<sup>۲</sup>، و پی. هنینگ<sup>۳</sup> بر این باورند که آن را مشخص کرده‌اند. آنها دلیل می‌آورند گرد و غبار در صفحه کهکشان راه شیری مانع از دیده شدن کهکشانهای وری آن می‌شود و در نتیجه کم نورتر و با قطر زاویه‌ای کوچکتر از آنچه انتظار می‌رود، به نظر می‌رسند. بنابراین آنها صفحات عکاسی را برای جستجوی کهکشانهای کم نورتر و کوچکتر (تا حدود قطر ۰/۲ ثانیه قوسی) از آنچه قبلاً در فهرست جمع آوری شده بود، به کار بردند. با انجام این کار، آنها دریافتند [شکل (۲۳-۱۴)] که خوشه  $A3627$  ( $b = 7^\circ$  و  $l = 325^\circ$ ) که کمتر مورد مطالعه واقع شده است، دارای یک انتقال به قرمز متوسط  $cz = 4882 \text{ km/s}$  و جرم تخمینی  $2/5 \times 10^{15} M_\odot$  می‌باشد. این خوشه کاملاً نزدیک به موقعیت پیش‌بینی شده جذب کننده بزرگ قرار دارد و بنظر می‌رسد قله غالب یک ابر خوشه باشد.



شکل ۲۳-۱۴. جذب کننده فرضی، GA موقعیت پیش‌بینی شده جذب کننده بزرگ را مشخص می‌کند. ترازهای مساوی تاریک کنندگی کهکشانی توسط خطوط پرمشخص شده‌اند. نقاط در بالا و پایین ترازهای تاریک کنندگی کهکشانهای شناخته شده پیشین می‌باشند. تراکم نقاط در داخل  $10^\circ$  نسبت به صفحه کهکشانی، فقط اجتناب از بدترین تاریک کنندگی می‌باشد که اخیراً کهکشانهای با قطر کوچک و کم نور در آن پیدا شده‌اند که احتمالاً خوشه مرکزی ابرخوشه شکل دهنده GA را نشان می‌دهند. (انتخاب شده از نموداری که توسط آر. کرون - کورتوگ و پی. هنینگ ترسیم شده است)

حرکت توده‌ای توصیف شده با یکی از روش‌های اندازه‌گیری حرکت ویژه گروه محلی ما نسبت به ماده متوسط در جهان هم خوانی دارد. مشخصه دو قطبی عمده‌ای برای تابش زمینه کیهانی وجود دارد [بخش (۲۵-۳)]. در جهتی که ما در حال حرکت هستیم، تابش زمینه (CBR) مقداری روشنتر می‌باشد و دمای مشخصه بیشتری از جهت مخالف دارد. تسندی و جهت حرکت ویژه CBR با حرکت توده‌ای پیدا شده از مطالعات کیهکشان‌ی در توافق می‌باشند. از مطالعات حرکت توده‌ای واضح است که نمی‌توان مستقیماً شار هابل، هم چنین ثابت هابل، را بدون اینکه اصلاحات قابل ملاحظه‌ای انجام شود، اندازه گرفت. شکل (۲۳-۱۵) یک الگوی میدان سرعت محلی بوجود آمده در اثر حرکت ما به طرف خوشه گیسو را نشان می‌دهد. توجه کنید که خطوط انتقال به قرمز ثابت دوایر متمرکز بر مکان خورشید (یعنی، کیهکشان خودی) همان طور که برای حالت شار هابلی یک روند انتظار می‌رود (توسط نیم دایره‌های خط‌چین مشخص شده‌اند)، نمی‌باشند.



شکل ۲۳-۱۵. الگویی برای میدان سرعت محلی. اغتشاشها توسط سقوط به طرف مرکزیت - سنبله ایجاد شده است. خطوط خط‌چین میدان سرعت مورد انتظار برای شار هابلی خالص را نشان می‌دهند. (انتخاب شده از نمودار ترسیم شده توسط جی. تونری و ام. دیوس)



دامنه حرکات توده‌ای از مرتبه  $500-600 \text{ km/s}$  می‌باشد. بنابراین، مثلاً برای فواصل تا سنبله، انحراف‌ها کسر بزرگی از انتقال به قرمز خواهند بود. انحراف‌ها تا تراز  $10\%$  انتقال به قرمز پائین نمی‌آیند مگر اینکه به فاصله  $100 \text{ Mpc}$  یا نظیر آن برسیم.

به وضوح، برای حل بحث مربوط به  $H_0$  [بخش (۲۲-۲) (ب)]، ضروری است یا روش‌های تعیین فاصله را تا  $100 \text{ Mpc}$  گسترش داد یا به طور قانع کننده‌ای تصحیح‌های درست را پیدا نمود. بخشی از علت انحراف در  $H_0$  این است که تصحیح‌های بکار برده شده در مورد سقوط به طرف سنبله به بزرگی  $17\%$  تفاوت دارند.

## کاربرد مفهومی

### انحراف‌ها از شار هابلی خالص

در فصل ۲۲ و این فصل در مورد بعضی از مسائل مربوط به اندازه‌گیری شار هابلی، انبساط جهانی، صحبت کردیم. اجازه دهید به شکل (۲۳-۱۳) دقیقتر نگاه کنیم تا بعضی از مشکلات را به بینیم. خطوط خط‌چین شار هابلی خالص را نمایش می‌دهند، و خطوط پر انتقال به قرمزهای کهکشانشان در مکانهای متفاوت بر پایه الگویی خاص برای جرم خوشه سنبله را نشان می‌دهند. درست به جوانب نزدیک و دور نقطه‌ای که سنبله را نمایش می‌دهد، نگاه کنید. پربندی که شار  $1500 \text{ km/s}$  را نشان می‌دهد به ما نزدیکتر از شار مربوط به  $500 \text{ km/s}$  می‌باشد. این نتیجه از آنچه در ابتدا انتظار داشتیم به طور برجسته‌ای متفاوت است! بهر صورت، اندکی تفکر نشان می‌دهد که چگونه به سادگی ممکن است این وضعیت رخ دهد. کهکشانهای واقع در طرف نزدیک سنبله به طرف انتقال به قرمزهای دور از ما شتابدار می‌شوند، در صورتی که کهکشانهای واقع در طرف دور آن به طرف ما شتابدار می‌شوند، در نتیجه انتقال به قرمزهای آنها کم می‌شوند. توجه داشته باشید که مثلاً دو کهکشان با انتقال به قرمز  $500 \text{ km/s}$  و در جهت عمومی سنبله ممکن است در دورترین فواصل متفاوت قرار داشته باشند - یکی در  $4/5 \text{ Mpc}$  و دیگری در  $17/5 \text{ Mpc}$ ! به وضوح، اغتشاشها در شار هابلی محلی ایجاد شده توسط شتابهای درون ابر خوشه محلی مساله‌ای بسیار دشوار برای کار کردن در مورد این موضوع می‌باشند.

### (ج) یک تهی جا چیست؟

قطعاً، مشاهدات دینامیک ابر خوشه‌ها و جزئیات ساختارهای آنها ادامه خواهد داشت تا بهبود پیدا کنند. اما چند سوال اساسی در مورد تهی جاها سبب می‌شود که آنها به طور استثنایی مرموز

بنظر برسند. اولین سؤال واضح این است که آیا آنها واقعاً خالی هستند؟ پاسخ گفتن به چنین سؤال ظاهراً ساده‌ای از طریق مشاهده‌ای آسان نمی‌باشد. عنوان واژه "خالی" توسط یک نفر آیا بدین معنا است که تهی جاها فاقد کهکشانها می‌باشند؟ آیا آنها حاوی ماده تاریک اند؟ در بررسی‌های عمیق تهی جای عوا، حدود یک دو جین کهکشان پیدا شده است که همگی آنها به علت داشتن خطوط نشری در طیف‌هایشان ویژه می‌باشند. بهر صورت، در مطالعات مشابه در مورد تهی جای گیسو هیچ کهکشانی پیدا نشد. این اختلاف ممکن است به آمار عددی کوچک و ابعاد حجم متفاوت نسبت داده شود.

تحقیقات برای یک مولفه گازی تهی جا نیز انجام شده است. این گاز احتمالی ممکن است توسط خطوط نشری (نوری یا  $21\text{cm}$ ) یا خطوط جذبی در نور کهکشانهای دور یا اختروشها آشکارسازی شود.

سؤال جالب دیگر به طبیعت توپولوژی‌های تهی جا مربوط می‌شود. یک احتمال طفیلی‌ها می‌باشند. در این حالت، نواحی خالی به هم مربوط هستند و طول تراوش (فاصله‌ای که یک ناحیه بدون برخورد با یک مرز می‌پیماید) کاملاً طولی می‌باشد. احتمال دوم حبابها هستند که در آن هر ناحیه خالی یک مرز تعیین شده پیوسته دارا می‌باشد. این نکته تاکنون تایید نشده است، اما، چون فرآیندهای فیزیکی مختلف به دو توپولوژی متفاوت منجر شده‌اند، لذا این موضوع بالقوه یک آزمایش مشاهده‌ای مهمی از نظریات شکل‌گیری می‌باشد.

### ۲۳-۳ چه چیزی در ورای منطقه احتراز قرار دارد؟

شکل (۲۳-۱۴) به طور کلی مسأله‌ای مهم در نجوم را نمایش می‌دهد؛ راجع به اجرام خاصی که در جهت صفحه راه شیری قرار دارند، چیز زیادی نمی‌دانیم. این منطقه احتراز تقریباً ۲۰٪ آسمان را می‌پوشاند. در اغلب کاربردها، می‌توانیم فرض کنیم که خصوصیات کلی اجرام پنهان شده با اجرامی که پنهان نیستند، مشابه می‌باشند. مثلاً، می‌توانیم تخمین بزنیم چه تعداد خوشه‌های کروی کهکشانی یا اختروشهای دور پنهان شده‌اند. یکی از چند حالاتی که خصوصیات ویژه اجرام پنهان شده مهم می‌باشد این است که به حرکات توده‌ای پی ببریم. محاسبه ساده‌ای نشان می‌دهد که یک کهکشان منفرد  $10^{12} M_{\odot}$  واقع در فاصله  $1\text{Mpc}$  کسر عمده‌ای از اثر مربوط به شتاب گرانشی را روی راه شیری ایجاد می‌کند که مانند جذب کننده بزرگ با جرم حدود  $10^{12} M_{\odot}$  اما واقع در فاصله حدود  $100\text{Mpc}$  -  $500\text{Mpc}$  می‌باشد. بنابراین، به

منظور تعیین تصحیح‌های شار هابلی، مهم است منطقه احتراز را برای کهکشانهای نزدیک بررسی نمائیم.

چگونه یک نفر بدنبال چنین تحقیقی می‌رود؟ پاسخ در ترکیبی از روشها قرار دارد. در مطالعات نوری در خلال دهه ۱۹۶۰ م. پی. مافی<sup>۱</sup> دو کهکشان پیدا کرد که کاملاً تاریک ولی نزدیک بودند اما اعضاء گروه محلی نبودند. آنها دارای فواصلی هستند که تخمین زده می‌شود بین ۲ و ۵ مگاپارسک قرار دارند. کهکشان IC۳۴۲ حدود ۱۰ دورتر واقع است و احتمالاً عضو گروه دیگری می‌باشد. اخیراً عضو احتمالی دیگری، Dw۱، از نشر ۲۱cm آن با استفاده از رادیو تلسکوپ دوینگلو<sup>۲</sup> پیدا شده است. (نشر ۲۱cm ممکن است روش ایده‌آل تحقیق باشد زیرا امواج رادیویی تحت تاثیر تاریک شدن کهکشانی قرار نمی‌گیرند بنابراین بر ناحیه مرئی ترجیح دارد.) تعیین ریخت‌شناسی‌های این اجرام بسیار تاریک شده (تا ۶ قدر در B) بسیار سخت می‌باشد، اما عموماً آنها مارپیچی بنظر می‌رسند. تمام این گروه مرکب از ۱۰ تا ۲۰ کهکشان است و دارای جرمی بیش از راه شیری یا M۳۱ می‌باشد.

تعیین اثر کهکشانهای نزدیک یا گروهها تحت تاثیر حرکت راه شیری بسیار دشوار است. جهت‌ها و اندازه‌های بردارهای شتاب در مقیاس زمانی  $10^8$  -  $10^9$  سال تغییر می‌کند، در حالی که در مورد جذب کننده بزرگ تقریباً در مقیاس زمانی تقریبی  $10^{10}$  سال ثابت است.

## ۲۳-۴ ماده بین کهکشانی

آیا فضای بین کهکشانهای خالی است یا یک محیط بین کهکشانی مشابه محیط بین ستاره‌ای وجود دارد؟ اگر یک محیط بین کهکشانی وجود داشته باشد، ممکن است شامل گاز و گردوغبار باشد. گاز (احتمالاً هیدروژن) ممکن است خنثی یا یونیده باشد. ما می‌توانیم محیط بین کهکشانی را در دو محل جستجو کنیم: بین خوشه‌های کهکشانی و داخل خوشه‌ها.

اولین محل احتمالی را در نظر می‌گیریم. حال امکان وجود گرد و غبار بین کهکشانی را بررسی می‌کنیم. چنین گرد و غباری اگر به گرد و غبار بین ستاره‌ای در کهکشان خودی شباهت می‌داشت، نور حاصل از کهکشانهای دور را محو و قرمز می‌کرد. این اثر محو و قرمز کردن نور مورد تفحص و بررسی قرار گرفته است. ولیکن در پیدا کردن آن توفیقی حاصل نگردیده است. این اثر کمتر از  $10^{-4}$  قدر بر مگاپارسک است، بنابراین، فضای بین کهکشانی نمی‌تواند گرد و

غبار بسیار زیادی داشته باشد؛ چگالی باید کمتر از  $3 \times 10^{-4} \text{ kg/m}^3$  باشد. به عبارت دیگر، گرد و غبار بین کهکشانی در فواصل بین خوشه‌های کهکشانی از نظر نوری رقیق است.

چگونه هیدروژن خنثی را آشکارسازی کنیم؟ اتمهای هیدروژن تابش فرابنفش علی‌الخصوص در  $121/6 \text{ nm}$ ، جذب لیمان  $\alpha$ ، را به خوبی جذب می‌کنند. چنین جذب فرابنفشی در طیف اجرام دور را باید هم در قمرگرایی‌های کوچک و هم بزرگ جستجو کرد. این جذب آشکار نشده است. فقدان جذب فرابنفش این موضوع را تداعی می‌کند که هیدروژن خنثی نمی‌تواند چگالی بیش از حدود  $10^{-9} \text{ m}^3$  اتم داشته باشد. بنابراین، اگر هیدروژن وجود خارجی داشته باشد باید یونیده باشد، زیرا H II بیش از H I شفاف است. این مشاهدات، گذشته جهان را به خوبی مشخص می‌کنند و لذا این طور نتیجه می‌شود که هر گاز بین کهکشانی باید برای بیشتر تاریخ و عمر جهان در مراتب بالایی به صورت یونیده باقی مانده باشد.

از این بحثها چنین استنباط می‌شود که هیدروژن یونیده (H II) بیشترین عنصری است که در محیط بین کهکشانی وجود دارد. به دلیل این که ماده بین کهکشانی دارای چگالی بالایی نیست، زمان زیادی طول می‌کشد تا هیدروژن یونیده یک الکترون را پیدا کند و دوباره ترکیب شود. متأسفانه، آشکارسازی یک گاز یونیده با چگالی پایین، کار دشواری است. اگر محیط داغ می‌بود (چند ده میلیون درجه کلوین)، شما انتظار گسیل پرتو ایکس یا فرابنفش را داشتید. مشاهدات پرتو ایکس مربوط به ابر خوشه‌های محلی، ۱۵ منبع را نشان می‌دهند که احتمالاً در هفت ابر خوشه دسته‌بندی شده‌اند. منابع، شامل لکه‌هایی هستند که متمرکز در خوشه‌های غنی می‌باشند؛ این موضوع نشان می‌دهد که گاز داغ در ابر خوشه‌ها بسیار کپه‌ای است.

مشاهدات اخیر پرتو  $X$  به این نظریه کمک می‌کنند [شکل (۲۳-۱۶)]. تاکنون حداقل ۴۰ خوشه از کهکشانه‌ها شناخته شده‌اند که پرتو  $X$  گسیل می‌کنند. محدوده تابندگیهای پرتو  $X$  خوشه‌ها از  $10^{36}$  تا  $10^{38}$  وات می‌باشد. گستره اندازه هسته‌های گسیل کننده پرتو  $X$  از  $50 \text{ Kpc}$  تا  $1/5 \text{ Mpc}$  است. خوشه‌های غنی‌تر نیز تمایل دارند تابندگی بیشتری به صورت پرتو  $X$  داشته باشند. به ویژه به نظر می‌رسد  $L_x \propto \sigma^4$ ، که  $\sigma$  پراکندگی سرعت خوشه می‌باشد. یک الگوی مورد تأیید مستدل برای گسیل پرتو  $X$  این است که آن از گازهای داغ و یونیده ساطع می‌گردد. این الگو برای بیان مشاهدات پرتو  $X$  نیاز به دمای ۱۰ تا ۱۰۰ میلیون درجه کلوین و چگالیهایی در حدود  $10^{-3} \text{ m}^3$  یون دارد. بنابراین، ما دلیل مستدلی برای گاز بین کهکشانی در خوشه‌ها که تقریباً ۱۰ تا ۲۰ برابر بیشتر از مقدار جرم ستارگان موجود در خود کهکشانه‌ها می‌باشد، داریم. تاکنون نیز دلیلی برای وجود گاز بیشتر بین خوشه‌ها وجود نداشته است.



شکل ۲۳-۱۶. گسیل پرتو X از ابر خوشه‌ها. خوشه واقع در مرکز شکل حدود ۶ مگاپارسک از جفت خوشه زیر خود فاصله دارد (سی. جونز<sup>۱</sup> و دلبلیو. فورمن<sup>۲</sup>)

سرانجام، متذکر می‌شویم که برای پلاسماهای با دمای بین  $10^4$  و  $10^7$  درجه کلوین، عناصر موجود مسبب گسیل و تولید خطوط نشری می‌شوند که می‌توان از آنها برای نتیجه‌گرفتن خواص فیزیکی گاز مولد نشر، استفاده کرد. به خصوص، گذارهای لایه داخلی تر در نشون، سیلیکن، آهن، گوگرد و آرگون می‌توانند بسیار قوی باشند. طیف سنجی پرتو X ناشی از نشر گاز از خوشه‌ها، خطوط آهن بسیار یونیده تقریباً تمام حالات را نشان می‌دهند. (عمدتاً در یک خط در  $7\text{-keV}$ )؛ خطوط آهن تایید می‌کنند که سازوکار نشر از نوع ترمزی حرارتی ناشی از گاز بسیار داغ می‌باشد تا اینکه از تابش همزمانی باشد. الگوهای نظری نشر نیاز به فراوانی آهن (نسبت به هیدروژن) حدود نیمی از آنچه که در خورشید است، دارند. از این رو، گاز بین کهکشانی بایستی از میان ستارگان فراهم آمده و سپس از کهکشانها دور شده باشد

(شاید به وسیله انفجارهای ابر نواختری).

## ۲۳-۵ اجرام - مرحله ۳: جرم گمشده؟

در فصل ۲۱ قضیه ویریا را که برای کهکشانهای منفرد بکار می‌رفت، معرفی کردیم. شاید، آن حتی کاربرد مبهوت کننده‌تری برای خوشه‌ها داشته باشد. در اینجا تقریباً فرضها مشابه با تمام کاربردهای قضیه ویریا در اختر فیزیک می‌باشند. بایستی تصور کنیم که خوشه در حالت پایا است، یعنی نه منبسط می‌شود و نه منقبض. هنگامی که این قضیه را در مورد خوشه‌های کهکشانی بکار می‌بریم و از پراکندگی سرعت بالای مربوط به انتقال به قرمزهای کهکشانی برای تخمین انرژی جنبشی استفاده می‌کنیم، در می‌یابیم که به طور تعجب آوری اجرام خوشه‌ای بالا می‌باشند.

مانند همیشه، مفیدترین کمیت برای تجربه جرم گمشده نسبت جرم به نور  $\frac{M}{L}$  است که هر دو کمیت بر حسب واحد خورشیدی می‌باشند. نسبتهای  $\frac{M}{L}$  برای کهکشانهای منفرد می‌تواند به بزرگی ۵۰ و برای کهکشانهای دوتایی ۱۰۰ باشد. هنگامی که قضیه ویریا را برای خوشه‌ها به کار می‌بریم، اغلب در می‌یابیم که نسبتهای  $\frac{M}{L}$  از ۳۰۰ تا ۵۰۰ می‌باشند! این نتیجه شاهدهی قوی بر این ادعا است که همان طور که  $R_c$  (مقیاس مشخصه سیستم) زیاد می‌شود، مقدار  $\frac{M}{L}$  بدست آمده از روشهای دینامیکی مربوطه نیز افزایش می‌یابد. با افزودن جرم گاز خوشه به محتوی ستاره‌ای کهکشانها هنوز فقط حدود ۲۰٪ جرم بدست آمده از قضیه ویریا را نشان می‌دهد.

## ۲۳-۶ خلاصه

تمام اینها به چه معنایی است؟ مطالعه خوشه‌ها، تهی جاها، و ابر خوشه‌ها موجب می‌شوند تا ما شانسهای بی نظیری برای مطالعه شکل‌گیری و تحول کهکشانها داشته باشیم.

نسبت بالای  $\frac{M}{L}$  بدست آمده از مطالعات ویریا دلالت بر این دارد که محتویات مهمی از خصوصیات گرانشی این ساختار وجود دارند که ما نمی‌توانیم مستقیماً آن را آشکار سازی کنیم. ظاهراً، ماده تاریک (dm) می‌تواند با کهکشانهای عادی هم زیستی داشته باشد؛ این ماده کهکشانها را می‌پوشاند و سبب می‌شود نسبت  $\frac{M}{L}$  مقداری از ۱ بیشتر شود. هنوز افزایش  $\frac{M}{L}$  با  $R_c$  دلالت بر این دارد که dm نیز بین کهکشانها در سیستم‌های دوتایی، گروههای کوچک، و

خوشه‌های غنی قرار می‌گیرد. بنابراین، آن به صورت کپه‌ای در کنار هم در نمی‌آید و درست به همان طریقی عمل می‌کند که ماده تابان انجام می‌دهد. آیا ماده تاریک در اطراف ابرخوشه‌ها جمع می‌شود؟ آیا آن تهی جاها را پر می‌کند؟ اگر می‌توانستیم ماده تاریک را به بینیم، آن می‌توانست همان ساختارهای مقیاس بزرگی را که از ماده تابان می‌بینیم به طرف بیرون ردیابی کند، یا آن ساختارهای دیگری را شکل دهد. یا شاید آیا آن هموار است؟ اهمیتی ندارد که ماده تاریک چگونه توزیع شده است، واضح است که مقدار موجود آن از مقدار ماده عادی بیشتر می‌باشد.

مساله دیگر مربوط به خطوط در گاز پرتو  $X$  بین خوشه‌ای می‌باشد. جهان فقط در داخل ستارگان آهن را می‌سازد. این نشان می‌دهد که ستارگان در درون خوشه کهکشانی مقدار زیادی گاز تزریق نموده‌اند. بهر حال این گاز کهکشانی منفرد را ترک کرده و نزدیک به مرکز خوشه جمع شده است و انرژی زیادی را برای بالا بردن دمای سینماتیکی تا حدود  $10^7 K$  به این ناحیه تزریق کرده است. درک این فرآیندها سخت می‌باشد.

چه پیشرفتی با استفاده از مشاهدات به عنوان داده‌های ورودی جهت بهبود نظریات حاصل می‌شود؟ استفاده مهم از تابع همبستگی دو نقطه‌ای آزمون الگوهای شکل‌گیری کهکشانی می‌باشد. مثلاً، بعضی از نظریات با موفقیت می‌توانند شکل‌گیری کیفی ابرخوشه‌ها و تهی جاها را پیش بینی کنند اما نمی‌توانند با شکل تابعی مشاهده شده  $(r)$  تطبیق پیدا کنند. در فصل ۲۶، سعی خواهیم کرد پذیرفته شده‌ترین الگوی فعلی را مرور نمائیم. برای موفق بودن، بایستی این نظریه با مشاهدات جاری خوشه‌ها، تهی جاها، و ابرخوشه‌ها تطبیق داشته باشد.

سرانجام، شاید مهیج‌ترین چهره مطالعات ساختار بزرگ مقیاس این باشد که در مقیاس تهی جاها و ابرخوشه‌ها، می‌بینیم ماده همان گونه که در حالت اولیه توزیع شده بود، گسترده است. در تمام طولهای مقیاس کوچکتر اختلاط اتفاق افتاده است. مثلاً، کهکشانی که با سرعت  $50 \frac{km}{s}$  در حال حرکت است در مدت زمان هابل فاصله حدود  $5Mpc$  را می‌پیماید. بنابراین، به علت اینکه هسته‌ها از این عدد کوچکترند، کهکشان چندین بار از خوشه عبور کرده است. لذا هیچ ارتباط مستقیمی را بین موقعیت فعلی آن در درون خوشه با موقعیت اولیه‌اش نداریم. در مقابل، ابرخوشه‌ها از مقیاس طول اختلاط بزرگترند. بنابراین، موقعیت یک کهکشان در درون یک ابرخوشه تقریباً با موقعیت اولیه‌اش یکی می‌باشد. به بیان دیگر، در حال تماشای "فسیله‌های" توزیع ماده اولیه می‌باشیم. مثلاً، اگر در بایم خصوصیات کهکشانی در عرض یک ابرخوشه

تغییر می‌کند، آنگاه آن تغییر ریشه‌هایی از خصوصیات فیزیکی فرآیند شکل‌گیری را خواهد داشت.

آیا تمام ساختارهایی را که می‌بینیم مهم هستند؟ در ابتدا ممکن است فکر کنید تهی جاها نتیجه‌ای از موجودیت ابر خوشه‌ها هستند، اما اینطور نیست. جهان ممکن است خود را طوری ساخته باشد که ابر خوشه‌ها توسط دریای همگنی از کهکشانها یا شاید از تجمع گروههای کوچک یا خوشه‌ها جدا شده باشند. (برای زمانی طولانی مخلوطی از این ایده‌ها فرض عملیاتی استاندارد بود.) واقعیت این است که تهی جاها و ابر خوشه‌ها کلیدهای حیاتی در تحقیق ما برای درک منشاء و تحول کهکشانها می‌باشند.

### مفاهیم و معادلات کلیدی

اندازه خوشه‌های کهکشانها در بازه سیستمهایی کوچک نظیر گروه محلی تا خوشه‌های غنی با هزاران کهکشان قرار می‌گیرند. خوشه‌های منظم تقارنی کروی، تجمعی مرکزی، و کسر عمده‌ای از انواع ریخت اولیه را نشان می‌دهند. خوشه‌های بی‌نظم با فقدان تقارن مواجهند و ممکن است تجمعات چندگانه و ماریپچی‌های بیشتر داشته باشند.

تابع تابندگی کهکشانها افزایش تعداد سیستم‌های کم نور را نشان می‌دهد. تابع تابندگی شچتر به صورت زیر داده می‌شود

$$\Phi(L)dL = \Phi^* \left(\frac{L}{L^*}\right)^\alpha \exp\left(-\frac{L}{L^*}\right) d\left(\frac{L}{L^*}\right)$$

بررسی‌های آماری انتقال به قرمز کامل حضور ابر خوشه‌ها و تهی جا‌های کیهانی را نشان داده‌اند. ابر خوشه‌ها از نظر ریختی تمایل به رشته‌ای شدن یا ورقه - شکل دارند. تهی جاها متمایل به کروی هستند؛ بیش از ۹۵٪ حجم جهان در تهی جاها قرار دارد، که خالی از ماده تابان به نظر می‌رسند.

روشهای  $D_n - \sigma$  و IRTF تعیین فواصل برای نشان دادن وجود حرکات در میان ابر خوشه‌ها مورد استفاده قرار گرفته‌اند. بنظر می‌رسد که اثر فراگیر در جهان محلی ناشی از ابر خوشه وزین جذب کننده بزرگ می‌باشد که بخشی از آن به علت تاریک کنندگی راه شیری پنهان می‌باشد.



همان طور که به افزایش اندازه‌های مقیاس بزرگتر سیستم‌های کهکشانی نگاه می‌کنیم، بنظر می‌رسد نسبت  $\frac{M}{L}$  بیشتر رشد می‌کند - شاید به مقادیری بیش از ۱۰۰. این دلالت بر آن دارد که ماده تاریک تنها محدود به کهکشانها نیست بلکه احتمالاً خوشه‌های کهکشانی را نیز پر می‌کند. آن احتمالاً تهی جاها را نیز پر می‌کند.

## مسائل

۱. زمان عبور را برای ابر خوشه هرکول محاسبه کنید و آن را با عمر جهان (تقریباً  $10^9 \times 15$  سال) مقایسه نمایید.

۲. (الف) نشان دهید که گاز هیدروژن با چگالی پایین در  $10^7 K$  پرتو  $X$  تولید می‌کند. قله طول موج گسیل را محاسبه کنید.

(ب) جرم گاز داغ را در یک خوشه با جرمی که در کهکشانها وجود دارد، مقایسه نمایید.

۳. در این فصل بیان شد که فضای بین کهکشانی باید دارای گرد و غباری با چگالی کمتر از  $4 \times 10^{-3} \text{ kg/m}^3$  باشد. فرض کنید که ده برابر این مقدار نیز واقعاً وجود داشته باشد. تاریکی بین کهکشانی برحسب قدر بر مگاپارسک چه اندازه است؟ چگونه این موضوع روی قدرت دید خوشه سنبله اثر می‌گذارد؟

۴. یک کهکشان مارپیچی مثل راه شیری برای این که به طور جزر و مدی شکسته شود، چه مقدار باید به کهکشان CD نزدیک شود؟

۵. زمان سقوط آزاد را برای یک خوشه از کهکشانها تخمین زده و نتیجه را با عمر جهان (تقریباً  $10^9 \times 15$  سال) مقایسه کنید. چه نتیجه‌ای می‌گیرید؟

۶. یک تقریب برای تابع تابندگی کهکشانها در خوشه‌های غنی عبارت است از:

$$\Phi(L) = \Phi^* \left(\frac{L}{L^*}\right)^{-5/4} \quad \text{به ازاء } L < L^*$$

$$\Phi(L) = 0 \quad \text{به ازاء } L > L^*$$

که در آن  $\Phi^*$  به ازاء  $H = 50 \text{ km/s.Mpc}$ ،  $L^* \approx (10^{11}) L_{\odot}$  و  $L_{\odot} = (10^3)$  کمینه  $L$  برابر  $0.05 \text{ (Mpc)}$  است. تعداد کهکشانها در هر مگاپارسک مکعب برابر است با:

$$N_{\text{کهکشانی}} = \int_{L_{\text{کمینه}}}^{L_{\text{بیشینه}}} \Phi(L) dL$$

و تابندگی کل در هر مگاپارسک مکعب برابر است با

$$l_{\text{کهکشانی}} = \int_{L_{\text{کمینه}}}^{L_{\text{بیشینه}}} \Phi(L)L dL$$

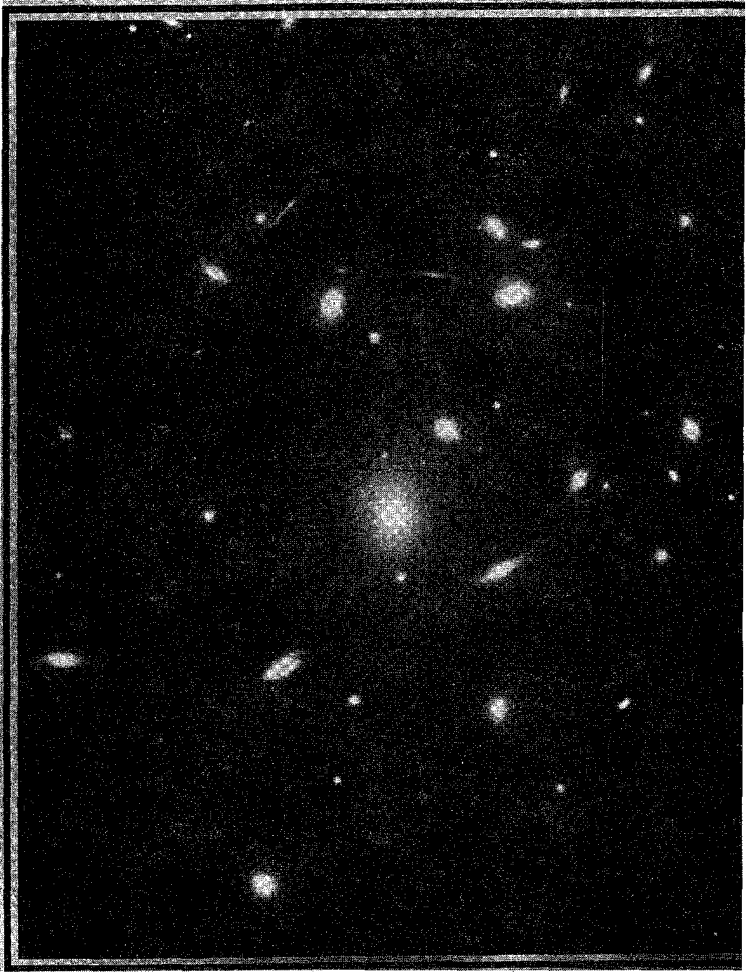
- (الف) نشان دهید که اغلب کهکشانها دارای تابندگیهایی نزدیک کرانه پایین گستره می باشند.
- (ب) نشان دهید که بیشتر تابندگی یک خوشه در کهکشانهای با جرم زیاد، تولید می شود.
۷. برای کهکشانهایی که اعضای خوشه ها هستند، فقط سرعت شعاعی قابل مشاهده است. با انتگرال گیری مقدار متوسط را به دست آورید، تعیین کنید چگونه  $V^2$  به  $V^2_r$  مرتبط است.
۸. بحث کنید چگونه وجود ابر خوشه ها روی نمودار هابل اثر می گذارند. خطرات مشتق گیری از ثابت هابل با استفاده از کهکشانهای داخل ابر خوشه محلی (سنبله) چه هستند؟
۹. بحث کنید که در انرژی جنبشی یک کهکشان که توسط یک کهکشان CD مرکزی بلعیده می شود، چه تغییری حاصل می گردد. این موضوع را به هاله های وسعت یافته کهکشانهای CD ربط دهید.
۱۰. در مورد شواهد اینکه  $\frac{M}{L}$  با زیاد شدن مقیاس مشخصه سیستم افزایش می یابد بحث کنید. این موضوع چه دلیلی راجع به توزیع ماده تاریک دارد؟
۱۱. تصور کنید که یک ستاره شناس در خوشه کهکشانهای سنبله ( $D = ۱۵/\sqrt{Mpc}$ ) می خواهد خوشه گروه محلی کهکشانها را به بیند.
- (الف) چه ابعاد زاویه ای را گروه محلی در آسمان در بر می گیرد؟
- (ب) کهکشان راه شیری چه اندازه بزرگ بنظر می رسد؟
- (ج) قدر ظاهری مرئی کهکشان راه شیری چه اندازه خواهد بود؟ این مقدار را با حد قدر چشم غیر مسلح  $m = +6$  مقایسه کنید.
- (د) فرض کنید که ناظر ما می تواند تلسکوپی برای آشکارسازی اجرام  $m = +20$  به سازد، آیا او می تواند تمام کهکشانهای گروه محلی سیاه بندی شده در جدول (۲۳-۱) را آشکارسازی کند؟
- (ه) بر اساس پاسخ قسمت (د)، توضیح دهید که چگونه آثار انتخاب مشاهده ای ممکن است بر درک ما از خوشه های کهکشانی دور دست تاثیر بگذارد.
۱۲. مشاهدات بیشینه نور از نواخترها و ابرنواخترها در کهکشانهای دیگر به عنوان شاخص های فاصله مهم می باشند [شکل (۲۳-۳) و جدول (۲۲-۱) را به بیند].
- (الف) آیا یک نواختر یا ابرنواختر در کهکشانی در خوشه سنبله ( $D = ۱۵/\sqrt{Mpc}$ ) با استفاده از یک تلسکوپ زمینی با ابعاد متوسط و حد قدر  $m = +23$  می تواند دیده شود؟

(ب) آیا یک نواختر یا ابرنواختر در کهکشان‌های خوشه اکیلی شمالی (یک انتقال به قرمز کیهان شناختی  $cz = 21600 \text{ km/s}$  فرض کنید) با استفاده از تلسکوپ قسمت (الف) می‌تواند دیده شود؟ فرض کنید  $H = 50 \text{ km/s.Mpc}$ .

۱۳. با استفاده از شکل (۲۳-۱۱)، گستره خطی ناحیه تهی جا برای نزدیک  $550 \frac{\text{km}}{\text{s}}$  را تخمین بزنید (فرض کنید  $H = 50 \frac{\text{km}}{\text{s.Mpc}}$ ). این ابعاد را با ابعاد گروه محلی، ابعاد خوشه سنبله، و فاصله بین گروه محلی و خوشه سنبله مقایسه کنید.

## فصل بیست و چهارم

### کهکشانهای فعال و اختروشها



در این فصل، توان و شکوه کهکشانهای فعال و اختروشها را در جهان کهکشانهای دور که ممکن است شامل سیاه چاله‌های فوق سنگین در مرکزشان باشند تا انرژی زیادی تولید کنند، بررسی می‌شود. چند رده از کهکشانهای غیر عادی با نامهای مختلف را خواهیم دید، اما به ذهن بسپارید همان طور که هر یک از آن مشاهدات را مورد بررسی قرار می‌دهید تعداد اندکی از الگوهای

اساسی را به طور نزدیکتری همراه با گستره پیوسته‌ای از فعالیت حمایت می‌کنید. در رده‌های بخصوصی، اکثر فعالیت در قسمتهای نسبتاً بزرگی از قرص کپکشان پراکنده می‌شود. در قوی‌ترین رده‌ها فعالیت از ناحیه بسیار کوچکی درون هسته ناشی می‌شود. آیا ممکن است هسته‌های اکثر کپکشانها حاوی الگوهای توان کم از کپکشانهای رادیویی و اختروشها باشند؟

## ۲۴-۱ سازوکارهای تابش

تابش ناشی از کپکشانهای عادی توسط فرآیندهای حرارتی فراگیر می‌باشد. این تابشها شامل نور ستاره‌ای، نشر رادیویی حرارتی، و تابش فروسرخ از گرد و غبار گرم شده بین ستاره‌ای می‌باشند. در مقابل، شکل کپکشانهای فعال یا به صورت فرآیندهای غیر حرارتی نظیر میزرهاهای مولکولی و تابش همزمانی یا به صورت فرآیندهای حرارتی با انرژی‌های بزرگ غیر عادی می‌باشند. نشانه مهمی از فعالیت به حضور مولفه خط نشری قوی در طیف کپکشان بر می‌گردد.

### (الف) خطوط نشری

همان‌طور که در فصول ۸ و ۱۵ بحث شد، خطوط نشری از گذارهای اتمی مقید - مقیدی نتیجه می‌شوند که الکترون از یک حالت تحریکی سقوط می‌نماید. اغلب خطوط نشری از اتمی که در ابتدا یونیده است نتیجه می‌شوند که در آن الکترون باز ترکیب شده و به صورت آبشار به رشته‌ای از تراز به طرف پائین فرو می‌ریزد. هدف اصلی تعبیر طیف‌های خط نشری درک ساز و کار تحریک یا یونیدگی گاز است زیرا اغلب گازهای اختریفیزیکی در حالت پایه یا نزدیک به آن باقی می‌مانند.

در میان سازوکارهای تحریک / یونیدگی، می‌توانیم دو رده را مشخص کنیم. یکی برخوردی است؛ در اینجا لازم است به برخوردهای ابر - ابر یا به طرق گوناگون تولید امواج ضربه‌ای بین ستاره‌ای نگاه کنیم. رسته گسترده دیگر شامل چند فرآیند تابشی است. عموماً، این رسته به منبع "سختی" از فوتونها که انرژی آنها برابر یا بیشتر از انرژی تحریک یا یونیدگی گذار مورد انتظار است، نیاز دارد. تابش همزمانی یک منبع معمولی برای فوتونها سخت می‌باشد؛ اما، توسط قانون وین (فصل ۸)، می‌دانیم که تابش حرارتی از اجسام سیاه در دمای بسیار بالا نیز می‌تواند تعداد زیادی فوتونهای UV یونیده‌کننده تولید کند.

به علت اینکه عناصر پیدا شده در محیط بین ستاره‌های کهکشانیها نیز بر روی زمین فراوانند، در نتیجه نمونه‌های آزمایشگاهی خطوط نشری مهم اختر فیزیکی فراوانی را در دست داریم. بهر حال، یک رده مهم از خطوط در آزمایشگاه مشاهده نمی‌شوند. اینها خطوط ممنوعه می‌باشند که از حالات فیزیکی شبه پایدار نتیجه می‌شوند [بخش ۱۵-۲ (د)]. حتی در شرایط خلاء آزمایشگاهی کاملاً خوب بر روی زمین، چگالی‌ها بسیار بالاتر از آن چیزی هستند که در اختر فیزیک می‌باشند، و در چگالی‌های بالا حالات شبه پایدار همیشه برخورد و اتحریکی هستند تا اینکه انرژی‌های خود را توسط فوتونهای مری به بیرون تابش کنند - بنابراین جمله ممنوعه؛ البته، آنها در اغلب جایگاههای اختر فیزیکی ممنوع نیستند.

در جدول (۲۴-۱)، بعضی از معمولی‌ترین خطوط نشری مشاهده‌ای را سیاه‌بندی کرده‌ایم. آنهایی که در گروه‌ها قرار دارند ممنوعه می‌باشند (از انتقالات چهار قطبی الکتریکی، دو قطبی مغناطیسی، یا چهار قطبی‌های مغناطیسی)، و آن دسته که در یک گروه آورده شده‌اند فقط به طور جزئی ممنوع می‌باشند (دو قطبی الکتریکی). عدم حضور گروه‌ها دلالت بر خطوط مجاز دارد. چند خط مفید در فرابنفش را نیز اضافه کرده‌ایم چون آنها توسط ماهواره IUE، تلسکوپ فضایی هابل، و تلسکوپهای زمینی در سیستمهای انتقال به قرمز نظیر اختروشها قابل مشاهده هستند. طول موجها را برحسب واحد نانومتر ارائه کرده‌ایم؛ اما به دلائل تاریخی، اغلب ستاره‌شناسان واحد آنگستروم را در کاربرد روزانه بکار می‌برند. بنابراین، مثلاً ۵۰۰/۷ [OIII] را ۵۰۰۷ می‌نامند.

جدول ۲۴-۱. خطوط نشری مهم

$\lambda_0$ (nm)	خط	$\lambda_0$ (nm)	خط
۴۸۶/۱	H $\beta$	۱۲۱/۶	HI (Ly- $\alpha$ )
۴۹۵/۹	[O III]	۱۲۴/۰	N V
۵۰۰/۷	[O III]	۱۵۴/۹	C IV
۶۵۴/۸	[N II]	۱۹۰/۹	[C III]
۶۵۶/۳	H $\alpha$	۲۷۹/۸	Mg II
۶۵۸/۴	[N II]	۳۷۲/۷	[O II]
۶۷۱/۷	[S II]	۳۸۶/۸	[Ne III]
۶۷۳/۱	[S II]	۴۱۰/۲	H $\delta$
		۴۳۴/۱	H $\gamma$

## (ب) تابش همزمانی

در فصول ۱۵ و ۱۸ تابش همزمانی را معرفی کردیم. شرایط لازم برای این فرآیند یک میدان مغناطیسی و منبع الکترونهاى نسبیتی می باشد. راز اصلی در درک کهکشانهای فعال این است که یک سازوکار متعاقد کننده برای شتاب الکترونها توسط اجرام در حال فروریزش در هسته کهکشان پیدا کنیم. به طور کلی، شار نشر غیر حرارتی  $F$  دارای شکل طیفی زیر است

$$F(\nu) = F_0 \nu^{-\alpha}$$

بنابراین

$$\log F(\nu) = -\alpha \log \nu + \text{ثابت}$$

بنابراین، در یک نمودار  $\log - \log$  طیف، اندیس طیفی  $\alpha$  به سهولت برابر شیب می باشد. کهکشانهای رادیویی و اختروشها دارای خصوصیت همزمانی مشابهی هستند. طیف آنها به دو صورت می باشد. نشر گسترده دارای اندیس طیفی  $\alpha$  با مقادیر بین  $0.7$  و  $1/2$  است. اغلب طیف در بسامدهای پائین کم می شود. این را خود - جذب همزمانی می نامند و درست نتیجه ای از ضخیم شدن نوری منبع در این بسامدها می باشد. در منابع فشرده، طیفها با  $\alpha \approx 0.4$  بیشتر تخت می باشند. به علت تمایل آهسته تر منابع فشرده به بسامد، آنها بیشتر در بررسی های بسامد بالا پیدا شده اند. برای بحث بیشتر بخش [۲۴-۳ (ج)] را ملاحظه کنید.

## ۲۴-۲ کهکشانهای فعال معتدل

### (الف) پیشگفتارها بر فعالیت

اگر چه خطوط جذبی در طیفهای اکثر کهکشانهای مورد بررسی فراگیر هستند، اما خطوط نشری  $H\alpha$  و  $3727/\text{nm}$  [O II] اغلب می توانند در طیف هسته ای پیدا شوند. هم چنین، شکافهای طیف نگار اغلب مقداری از نور قرص کهکشانهای مارپیچی را به آن اضافه می کنند؛ بنابراین نواحی H II ممکن است به طیف نور اضافه نمایند - منجر شدن به مشخصه مؤلفه خط نشری.

گاهی اوقات جدا کردن نشر هسته ای و قرص از هم سخت می باشد. یک کهکشان نسبتاً فعال نسبت به انواع کهکشانهای ساکن که دارای طیف شبه ناحیه HII بسیار قوی می باشد، مؤلفه نور ستاره ای را می پوشاند. به علت اینکه نواحی HII پرورشگاههای ستاره ای هستند، به نظر می رسد این نوع کهکشان در حال تجربه دوره افزایش شکل گیری ستاره ای است. نوع دیگری از

طیف نشری قوی که به طور ظاهری شبیه رده ناحیه HII می باشد توسط تی. هک من<sup>۱</sup> که آن را رده LINER<sup>۲</sup> نامید، تشخیص داده شد. همان طور که نام آن نشان می دهد، این خطوط نشری از قرص نتیجه نمی شوند، و انرژی های یونیدگی آنها نسبتاً کوچک هستند. بنابراین، مثلاً خطوط [O II] نسبتاً از خطوط [O III] قوی تر می باشند.

### (ب) کهکشانهای انفجار ستاره ای

ظواهر در نجوم می توانند فریب دهنده باشند، مخصوصاً برای اجرام دور که یک مرایای دوبعدی تصویر شده بر روی آسمان را دریافت می کنیم. کهکشان نزدیک M۸۲ (NGC۳۰۳۴) این نکته را روشن تر می سازد، زیرا به خاطر ظاهر نوری آن [شکل (۲۱-۴)]. برای اولین بار اعتقاد بر این بود که این شئی یک کهکشان در حال انفجار است. یک کهکشان نامنظم II، M۸۲ یک منبع رادیویی نه چندان قوی است که فقط  $۱۰^{۳۲}$  وات تابش می کند. عکسهایی از این کهکشان در H $\alpha$  رشته هایی را نشان می دهند که بالای صفحه کهکشان تا فاصله ۳ تا ۴ کیلوپارسک امتداد دارند. همچنین طیف های این کهکشان موادی که به طرف خارج از مرکز و با اختلاف سرعتهای حدود ۱۰۰ km/s در حال انبساط اند را نشان می دهند.

ناحیه هسته ای M۸۲ بسیار بزرگتر از هسته کهکشان ما است و یک نشر کننده قوی امواج فرسوخ می باشد: در حدود  $۱۰^{۳۷}$  وات. خوشه های ستاره ای و نواحی H II گول بر ناحیه هسته ای غلبه دارند و درون آن یک منبع غیر حرارتی کوچک واقع است. در این جا کپه ها و رشته های گرد و غبار منظره نوری را محو کرده اند و حقیقتی وجود دارد که سبب باور مردم به ظهور کهکشان از جریان های انفجاری به سمت خارج و با سرعت بالا می شود. مشاهدات پرتو X نشان می دهند که هسته دارای یک ساختار کپه ای با کل توان  $۳ \times ۱۰^{۳۳}$  وات در پرتوهای X نرم است. مناسبترین نامزد برای منبع نشری، اجرام پر جرم جمعیت I مانند دوتایی های پرتو X (نظیر X-۱ دجاجه)، ستارگان OB و باقی مانده های ابرنواختری می باشند. این مشاهدات و سایر مشاهدات به تفسیری منتهی می شوند که ناحیه هسته ای تحت تاثیر یک انفجار عظیم شکل گیری ستاره ای در  $۱۰^۷$  تا  $۱۰^۸$  سال پیش قرار گرفته و چنین انفجاری تا به امروز ادامه دارد. M۸۲ نزدیک کهکشان مارپیچی M۸۱ قرار دارد [شکل (۲۳-۷)]. برهم کنش های جزر و مدی بین آنها ممکن است موجب شکل گیری ستاره در M۸۲ شود،



زیرا  $M_{82}$  از گاز و گردو غبار لازم برای تولد ستارگان، غنی است.

### ۲۴-۳ هسته‌های کهکشانی فعال (AGN)

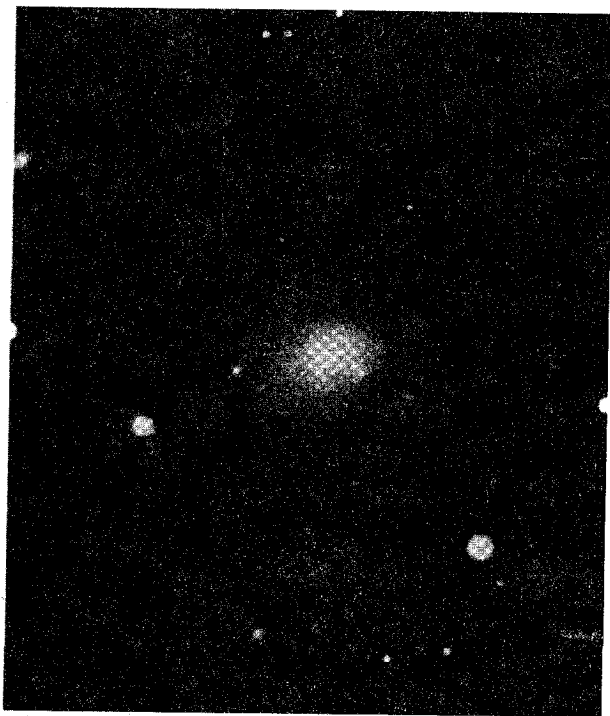
به عنوان یک گروه، فعال‌ترین کهکشانها اکثر یا تمام خصوصیات زیر را از خود نشان می‌دهند:

- (۱) تابندگی بالا، بیش از  $10^{37}$  وات؛ (۲) نشر غیر حرارتی، با شار اضافی فرابنفش، فروسرخ، رادیویی، و پرتو  $X$  (در مقایسه با کهکشان‌های عادی)؛ (۳) ناحیه کوچکی با تغییرات سریع (حداکثر به ابعاد چند ماه نوری)؛ (۴) تمرکز بالای روشنایی بین هسته و ساختارهای بزرگ مقیاس؛ (۵) ظاهر انفجاری یا برجستگی‌های جت مانند؛ و (۶) خطوط نشری پهن (گاهی اوقات). هسته کهکشان راه شیری بعضی از این خصوصیات را دارا می‌باشد، اما انرژی کلی (چند برابر  $10^{35}$  وات) به بزرگی انرژی هسته‌های کهکشانی فعال تولید نمی‌کند. آن کهکشانهایی که هسته فعال دارند به عنوان یک رده هسته‌های کهکشانی فعال (AGN) نامیده می‌شوند. بعضی از بهترین AGN‌های شناخته شده در جدول (۲۴-۲) سیاه‌بندی شده‌اند.

### (الف) کهکشانهای سیفرت

در سال ۱۹۴۳ م. کارل سیفرت<sup>۱</sup> شش کهکشان مارپیچی با خطوط نشری غیر عادی پهن در طیفشان را تشخیص داد. هنگامی که این کهکشانها از دید نوری بررسی می‌شوند، دارای هسته‌های روشن غیر عادی هستند [شکل (۲۴-۱)]. اکنون آنها کهکشانهای سیفرت نامیده می‌شوند، تاکنون، تعداد ۹۰ نمونه از آنها شناخته شده‌اند. کهکشانهای سیفرت نزدیک سرنخ ممکن برای طبیعت کهکشانهای فعال فراهم می‌آورند - سرنخی که ناشی از خطوط نشری پهن و پیوستار همزمانی غیرحرارتی جزئی آنها می‌شود.

عکسهای کهکشانهای سیفرت نشان می‌دهند که آنها تقریباً همیشه مارپیچی هستند. یک بررسی مفصل از ۸۰ سیفرت نتیجه می‌دهد که فقط ۵ تا ۱۰ درصد ممکن است بیضوی باشند. (اندازه زاویه‌ای کوچک بعضی از سیفرتها دسته‌بندی آنها را مشکل می‌سازد.) این مساله را با حقیقتی که تمام کهکشانهای رادیویی گسترده بیضوی هستند، مقایسه کنید [بخش ۲۴-۳ (ج)]. در مجموع، در حدود ۱ درصد از تمام کهکشانهای مارپیچی (معمولی و میله‌ای)، سیفرت هستند. شاید تمام کهکشانهای مارپیچی به فاز سیفرت وارد شوند و تنها با ۱ درصد فعالیت در هر زمان هستند.

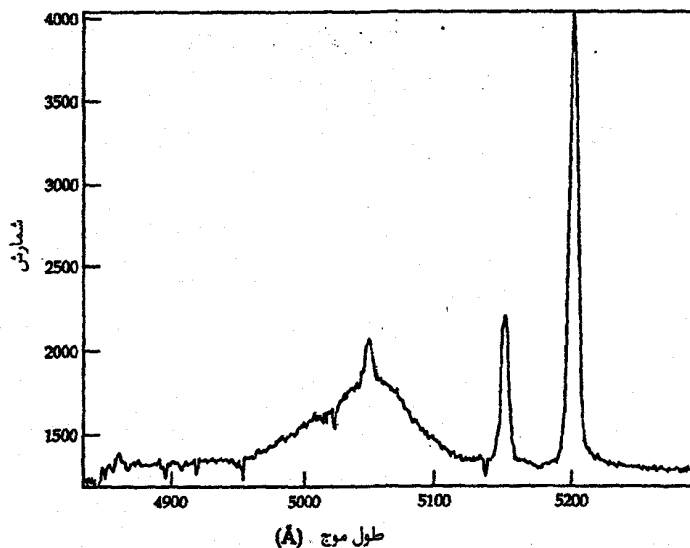


شکل ۲۴-۱. کهکشان سیفرت NGC ۱۲۷۵ در برساووش.  
(رصدخانه‌های نجومی رادیویی ملی)

خصوصیات طیفی آنها است که سبب می‌شود سیفرت‌ها واقعاً خود را از کهکشانهای عادی تفکیک نمایند. اکنون تشخیص می‌دهیم که گروه اولیه کارل سیفرت همگن نبود. دانیل ویدمن<sup>۱</sup> یک طرح رده‌بندی مفیدی را پیشنهاد نمود. نمونه ۱: او نوعی را نشان می‌دهد که اکثر مردم آن را یک سیفرت می‌پندارند؛ این اجرام دارای خطوط مجاز (مانند رشته بالمر هیدروژن) با پهنای فوق‌العاده [شکل (۲۴-۲)] می‌باشند. اگر علت آن پهن شدگی دوپلری باشد، آن به سرعت  $5000-10000 \text{ km/s}$  مربوط خواهد بود! خطوط ممنوعه (از OII، OIII، NII، SII، و غیره) تا حدودی پهن شده‌اند - به طور نمونه با سرعت  $200-400 \text{ km/s}$ .

جدول ۲۴-۲

Remark	<i>m<sub>v</sub></i>	<i>z</i>	$\delta(1950)$	$\alpha(1950)$	نام
سیفرت ۱-۱/۱۵	۱۴/۳	۰/۰۶۱	+۱۲° ۲۵'	۰۰ <sup>h</sup> ۵۱ <sup>m</sup> ۰۰ <sup>s</sup>	۱ Zwicky I
LINER	۱۳/۵	۰/۰۰۵	-۰۸° ۲۸'	۰۲ <sup>h</sup> ۳۸ <sup>m</sup> ۳۷ <sup>s</sup>	NGC ۱۰۵۲
سیفرت ۲	۱۰/۵	۰/۰۰۳	-۰۰° ۱۴'	۰۲ <sup>h</sup> ۴۰ <sup>m</sup> ۰۷ <sup>s</sup>	NGC ۱۰۶۸
کهکشان رادیویی	۱۴/۶	۰/۰۳۳	+۰۵° ۱۵'	۰۴ <sup>h</sup> ۳۰ <sup>m</sup> ۳۲ <sup>s</sup>	۳C ۱۲۰
سیفرت ۱-۱/۵	۱۳/۴	۰/۰۲۰	+۴۹° ۵۶'	۰۷ <sup>h</sup> ۳۸ <sup>m</sup> ۴۷ <sup>s</sup>	Mrk ۷۹
LINER	۱۷/۵	۰/۰۱۹	+۱۹° ۳۱'	۰۸ <sup>h</sup> ۱۷ <sup>m</sup> ۵۲ <sup>s</sup>	Ark ۱۶۰
BL سوسمار	۱۴/۰	-	+۲۰° ۱۸'	۰۸ <sup>h</sup> ۵۱ <sup>m</sup> ۵۷ <sup>s</sup>	OJ ۲۸۷
سیفرت ۱-۱/۵	۱۲/۰	۰/۰۰۳	+۳۹° ۴۱'	۱۳ <sup>h</sup> ۰۸ <sup>m</sup> ۰۱ <sup>s</sup>	NGC ۴۱۵۱
اختروش	۱۲/۸	۰/۱۵۸	+۰۲° ۲۰'	۱۳ <sup>h</sup> ۲۶ <sup>m</sup> ۳۳ <sup>s</sup>	۳C ۲۷۳
اختروش	۱۵/۳	۰/۳۷۱	+۶۰° ۴۹'	۱۷ <sup>h</sup> ۰۴ <sup>m</sup> ۰۳ <sup>s</sup>	۳C ۳۵۱
BL سوسمار	۱۴/۵	۰/۰۶۹	+۴۲° ۰۲'	۲۳ <sup>h</sup> ۰۰ <sup>m</sup> ۴۰ <sup>s</sup>	BL Lac
کهکشان رادیویی	۱۵/۴	۰/۰۵۷	-۰۲° ۲۱'	۲۳ <sup>h</sup> ۲۱ <sup>m</sup> ۱۵ <sup>s</sup>	۳C ۴۴۵



شکل ۲۴-۲. طیف کهکشان سیفرت مارکاریان ۷۹<sup>۱</sup> نوع ۱/۵. به خطوط با پهنای قابل ملاحظه H $\beta$  همراه با باریک [OIII] توجه کنید.

در نوع ۲ سیفرت‌ها فقط خطوط "باریک" حضور دارند. خصوصیت باریک شدگی فقط در مقایسه با خطوط پهن نوع ۱ها می‌باشد، زیرا نمایه‌های نوع ۲ (که در بازه  $400\text{ km/s} - 200\text{ km/s}$  قرار دارد و در یک حالت تا  $1000\text{ km/s}$  می‌رسد) پهن‌تر از اکثر کهکشانهای عادی می‌باشند. به طور هیجان انگیزی، خطوط مجاز در سیفرت ۲ دارای تقریباً همان پهنای خطوط ممنوعه می‌باشند.

الگوی استاندارد برای سیفرت‌ها عبارت از یک منبع مرکزی و کوچک حاوی فوتونهای یونیده کننده است که به هنگام شارش به طرف بیرون از هسته فعال با دو ناحیه گازی کاملاً متفاوت برخورد می‌کنند. ناحیه داخلی ناحیه خط پهن (BLR) <sup>۱</sup> می‌باشد. با اطمینان می‌توانیم از مطالعات تغییرات، حد بالای حدود  $10^{14}\text{ m}$  (حدود  $\frac{1}{100}$  سال نوری) را بعنوان اندازه مقیاس BLR قرار دهیم [بخش (۲۴-۴) (د)] را به بینید؛ تغییرات چشمگیر در خطوط پهن و پیوستار در خلال دوره تناوب چند هفته یا ماه آشکارسازی شده است. خارج از BLR ناحیه خط باریک (NLR) <sup>۲</sup> با اندازه مقیاس شاید  $10^3 - 10^2$  برابر بزرگتر قرار دارد. تاکنون شواهدی برای تغییرات در خطوط باریک ندیده‌ایم.

BLR بایستی یک چگالی بیشتر از یک مقدار آستانه بخصوص داشته باشد زیرا در غیر اینصورت هیچ خط ممنوعه پهنی در آن وجود نخواهد داشت. این دلالت بر چگالی‌های حدود  $10^{13} - 10^{15}$  یون بر متر مکعب دارد. تخمینهای کل گاز موجود در BLR در بازه  $50M_{\odot} - 30M_{\odot}$  می‌باشد، که بایستی در یک حالت بسیار هرج و مرجی باشد که انتقال‌های دوپلری مشاهده‌ای را نتیجه می‌دهند.

در NLR هیچ چیزی برای ممانعت از تولید فوتونهای خطی مجاز وجود ندارد، بنابراین عموماً یک مولفه باریک همانند خطوط ممنوعه باریک با آنها همراه است. رده جدیدی به سیستم رده‌بندی سیفرت افزوده می‌شود که این اجرام با مولفه‌های پهن و باریک خطوط مجاز نوع ۱/۵ نامیده شده‌اند. در این سیستم تعداد کمی سیفرت‌های نوع ۱ وجود دارند. شکل (۲۴-۲) طیف یک سیفرت نوع ۱/۵ را در ناحیه  $H\beta/[O III]$  نمایش می‌دهد که هر دو مولفه پهن و باریک در آن وجود دارند. تفاوت‌های اندک در پهنای خطوط ممنوعه نشان می‌دهند که چگالی NLR با فاصله شعاعی از هسته زیاد می‌شود. چگالی‌های آستانه خطوط ممنوعه مربوط به عناصر اتمی مختلف تغییر می‌کنند، و آن خطوطی که از نواحی چگالی کمتر سرچشمه می‌گیرند نمایه‌های نسبتاً باریکتری را نشان می‌دهند.

احتمالاً BLR و NLR پیچیده‌تر از ایجابات یک الگوی دو ناحیه‌ای ساده می‌باشند. به عنوان مثالی از بعضی از این پیچیدگی‌ها، چهار کهکشان AGN مشاهده شده‌اند که در خلال مقیاسهای زمانی ۱ تا ۴ سال از نوع ۱/۵ به نوع ۲ تغییر کرده‌اند. چگونه ممکن است این اتفاق بیافتد؟ ساده‌ترین توضیح این است که یک ابر گرد و غباری داخل NLR در عرض خط دید ما به طرف BLR حرکت می‌کند - احتمالاً، اندازه مقیاس کوچک BLR را نتیجه می‌دهد. الگوی گرد و غباری توسط این حقیقت که در هر دو حالت مولفه پهن در  $H\alpha$  کاملاً ناپدید نمی‌شود، تقویت می‌شود. اغلب رده‌بندی طیفی سیفرت از ظهورهای خطوط  $H\beta$  و  $[O III]$  ساخته شده‌اند، و گرد و غبار فوتونهای پهن  $H\beta$  را به طور موثرتری از فوتونهای  $H\alpha$  قرمزتر خاموش می‌کند.

به علاوه، طیف پیوسته سیفرتها حاوی ترکیبی از تابش ستاره‌ای، غیرحرارتی، و فروسرخ (از گرد و غبار) می‌باشد. کل انرژی خروجی  $10^{38}$  -  $10^{37}$  است. تابندگی‌های آنها گاهی به مقدار زیادی در خلال چند روز تا چند ماه تغییر می‌کند. سیفرتها تمایلی به منابع رادیویی قوی بودن ندارند؛ بررسی‌های رادیویی حساس فقط حدود نیمی از سیفرتها مورد بررسی را آشکارسازی کرده‌اند.

علت نهائی تمام این فعالیت در چیست؟ آن بایستی بسیار کوچک باشد تا با داخل BLR تطبیق کند و هنوز برای شتاب دادن گاز در BLR به تندی‌های بسیار بالا و هم چنین تولید کل تابندگی AGN بسیار قدرتمند نیاز می‌باشد. قیود اضافی اعمال شده بر ابعاد توسط مشاهدات اخیر افت و خیزهای نوری را که در مقیاسهای زمانی ساعت یا دقیقه به وقوع می‌پیوندند نشان می‌دهند. در بخش (۲۴-۵) [د] هنگامی که در مورد توان منابع اختروشها بحث می‌کنیم، به این موضوع باز خواهیم گشت.

بررسی اخیر کهکشانهای مارپیچی به استنتاج نادری نسبت به سیفرتها منجر شده است. اکثر آنها تمایل دارند در ارتباط نزدیکی با سیستم‌های کهکشانی دوتایی باشند. سپس اندرکنشهای جزر و مدی ممکن است پدیده‌های سیفرت را در طول دوره کوتاهی القاء نمایند.

### (ب) اجرام BL سوسمار

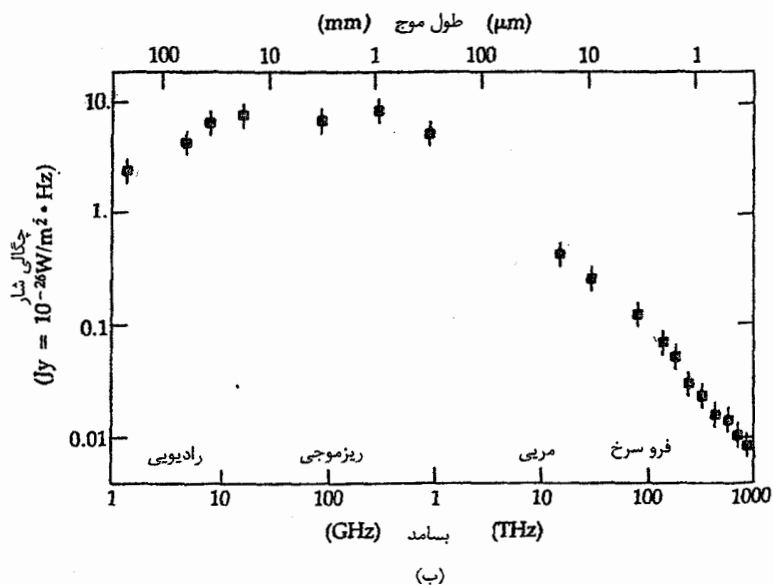
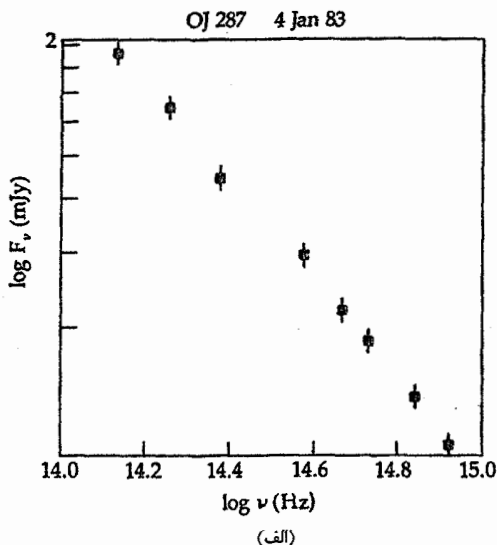
یک نوع دیگر از کهکشانهای فعال بعد از پیش نمونه آن، به عنوان BL سوسمار، نامگذاری شده و بنابراین این کهکشانها اجرام BL سوسمار نامیده می‌شوند. به عنوان یک گروه، اجرام BL سوسمار اغلب دارای خصوصیات زیر هستند: (۱) تغییرپذیری سریع در طول موجهای رادیویی، فروسرخ و مرئی، (۲) بدون خطوط نشری، (۳) تابش پیوستار غیر حرارتی [شکل (۲۴-۳)، برای مثال، اجرام BL سوسمار OJ۲۸۷] با بیشترین انرژی نشر شده در فروسرخ، و

(۴) قطبیدگی قوی که به سرعت تغییر می‌کند. همچنین، اجرام BL سوسمار معمولاً دارای یک ظهور ستاره مانند هستند - ساختار به ندرت قابل رویت است. نشر رادیویی از بسیاری از اجرام BL سوسمار فشرده یا فقط اندکی گسترده است. ساختار رادیویی گسترده، در مقابل نشر فشرده هسته، ضعیف است (فقط چند درصد از کل).

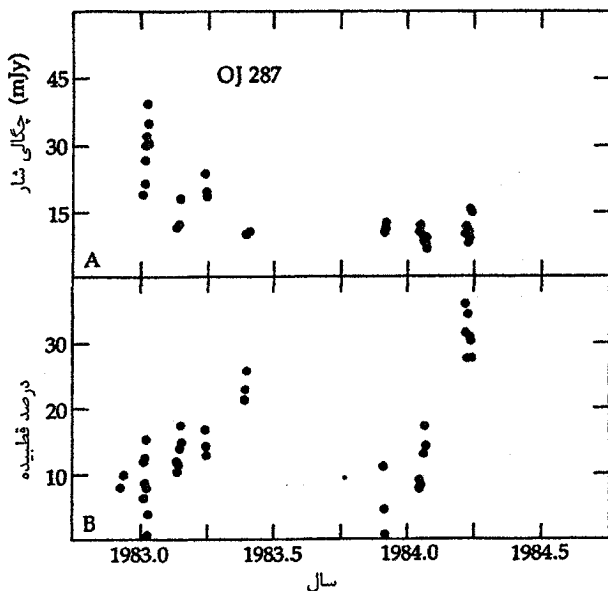
بزرگترین اختلاف بین اجرام BL سوسمار و سایر کهکشانهای فعال این است که نشرهای اولی مکرر و به طور نامنظم تغییر می‌کند [شکل (۲۴-۴)]. برای مثال، خود BL سوسمار، روی یک رشته طولانی از عکسهای رصدخانه هاروارد<sup>۱</sup> ثبت شده که بین قدرهای مرئی ۱۴ و ۱۶ با انفجارهای اتفاقی تا درخشنده‌تر از ۱۳ تغییر می‌کند. این تغییرات به این معنی است که نشرهای نوری BL سوسمار با یک سازه ۲۰ مرتبه یا بیشتر تغییر می‌کند. مشاهده کنندگان به تغییرات تابندگی شب به شب از ۱۰ تا ۳۰ درصد توجه کرده‌اند. تعدادی از اجرام BL سوسمار تابندگیشان را با سازه ۱۰۰ تغییر داده‌اند.

یک معما و مشکل بزرگ در مورد اجرام BL سوسمار این است که تغییرات انرژی آنها در اجرامی روی می‌دهد که تقریباً هیچ خطوط نشری‌ای در طیفشان نشان نمی‌دهند. همان طور که در بالا بحث شد، الگوی استاندارد برای کهکشانهای فعال، خروج نشر همزمانی در فرابنفش (حتی خود الکترونها) همان طور که هر گاز نزدیک هسته را یونیده و خطوط نشری به وسیله باز ترکیب را تولید می‌کند، تصویر می‌نماید. اما، اگر به خطوط نشری اجرام BL سوسمار به همان روش قدرت داده شوند، در کجا قرار می‌گیرند؟ برای تعدادی از اجرام BL سوسمار که دارای خروجی پیوستار ضعیف هستند، خطوط نشری قابل رویت‌اند و شاید توسط تابش غیرحرارتی از منبع هسته‌ای تقویت شوند. در این جا، به این اشاره می‌شود که خطوط نشری همیشه حضور دارند، اما اغلب در نشر پیوستار فرو می‌روند.

تعداد ۴۰ جرم BL سوسمار تاکنون دسته بندی شده‌اند. آنها ممکن است عملاً همگی از یک نوع نباشند. احتمالاً تعدادی از آنها هسته‌های کهکشانها هستند. تعدادی، مانند خود BL سوسمار دارای یک "کرک" ضعیف احاطه شده هستند که ممکن است یک کهکشان باشد. سایرین بدون توجه و اشاره به مواد پوشانده شده نقطه‌ای شکل به نظر می‌رسند. تعدادی از اجرام BL سوسمار در خوشه‌های کهکشانها یافت می‌شوند - دلیل غیرمستقیمی که آنها نیز کهکشان هستند.



شکل ۲۴-۳. طیف‌های OJ ۲۸۷. (الف) پیوستار فروسرخ - نوری (پی. اسمیت<sup>۱</sup>) (ب) طیف رادیویی - نوری در مارس ۱۹۸۳ م. (تی. بالونک<sup>۲</sup>)



شکل ۲۴-۴. تغییرات OJ 287. (الف) تغییرات شدت؛ به انفجار خروجی بزرگ در آغاز سال ۱۹۸۳ م. توجه کنید. (ب) تغییرات قطبیدگی از قصیدگی خطی. (پ. اسمیت)

سرانجام بایستی توجه کنیم که تعیین کننده‌های فاصله خوبی برای بسیاری از اجرام BL سوسمار نداریم. به وضوح، فواصل بدست آمده از انتقال به قرمز برای رده‌ای از اجرام که خصوصیت اصلی آنها فقدان خطوط طیفی است، مشکل می‌باشد! یک قرمزگرایی  $0.07$  در اشکال جذبی ضعیفی از سحابی گون اطراف BL سوسمار ظاهر می‌شود، که به سرعت شعاعی  $2/1 \times 10^4 \text{ km/s}$  مربوط می‌شود. سحابی گون دارای یک طیف شبیه یک کهکشان بیضوی درخشان است.

### (ج) کهکشانهای رادیویی

اکثریت کهکشانهای مارپیچی با قدر ظاهری بصری ۱۱ یا درخشانده‌تر در پیوستار رادیویی، تابش می‌کنند؛ مقدار نوعی این تابش در حدود  $10^{33}$  وات است. تعدادی از منابع رادیویی برون کهکشانی استثنائاً نشر کننده‌های امواج رادیویی قوی هستند، و بعضی از آنها بیش از  $10^{37}$  وات انرژی تولید می‌کنند. ما اصطلاح کهکشان رادیویی را برای کهکشانهایی با تابندگی رادیویی



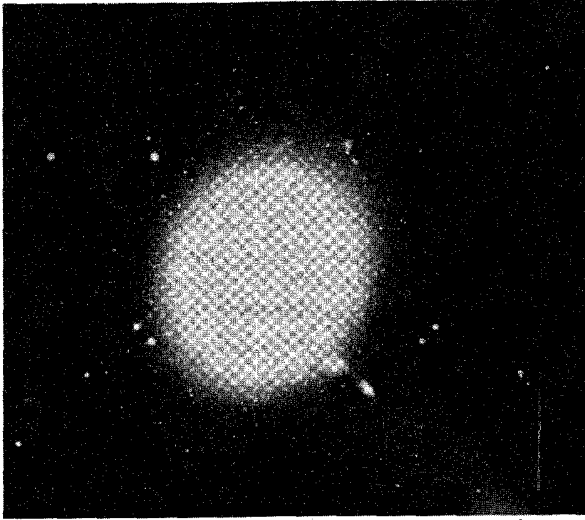
بیشتر از  $10^{33}$  وات به کار می‌بریم. درست نیست بگوییم که منابع "ضعیف" همگی معمولی هستند، اما کهکشانهای معمولی نسبتاً منابع رادیویی ضعیفی می‌باشند.

کهکشانهای رادیویی به دو دسته تقسیم می‌شوند: متراکم و گسترده. گسترده به این معنی است که نشر رادیویی بزرگتر از تصویر نوری کهکشان است؛ متراکم به این معنی است که نشر رادیویی به همان اندازه یا کوچکتر است. کهکشانهای رادیویی متراکم اغلب منابع رادیویی بسیار کوچک (معمولاً هسته‌ای) از خود نشان می‌دهند که قطر اکثر آنها بزرگتر از چند سال نوری نیست. در مقابل، منابع رادیویی گسترده، بعضی اوقات ساختار مضاعفی از بازوهای غول پیکر نشان می‌دهند که توسط فواصلی از میلیون پارسک جدا شده و به طور متقارن در طرفین مقابل هسته واقع شده‌اند. در چنین منابعی که اغلب دو تاییهای کلاسیکی نامیده می‌شوند، دو مولفه رادیویی به خوبی از کهکشان نوری جدا شده و بسیار بزرگتر هستند. به عنوان یک قاعده این منابع، با کهکشانی که حدوداً در مرکز نشر رادیویی قرار دارد، روی یک خط واقع‌اند. نوعاً، هسته نیز یک منبع رادیویی است.

M87 یک نوع کهکشان رادیویی نوعی است [شکل (۲۴-۵)]. یک کهکشان بیضوی غول پیکر بر خوشه سنبله کهکشانش غلبه دارد و لذا در حدود فاصله ۲۰ میلیون پارسک قرار دارد. یک منبع رادیویی با قطر فقط  $1/5$  ماه نوری در هسته M87 با یک گروه از منابع رادیویی متراکم، ظاهر می‌شود. با جستجو کردن در مرکز، یک فوران مرئی آشکار [شکل (۲۴-۶ الف)] با طولی بیش از ۶۰۰۰ سال نوری کشیده شده است. این فوران دارای تابندگی تقریبی  $10^{34}$  وات است؛ نشر آن قطبیده می‌باشد. یک عکسبرداری تفصیلی نشان می‌دهد که فوران حداقل شامل ۶ لکه از مواد است که طول هر کدام بیشتر از چند ده سال نوری نیست [شکل (۲۴-۶ ب)]. در طول بیش از ۲۲ سال، شدت و قطبیدگی لکه‌ها به طور قابل ملاحظه‌ای تغییر کرده‌اند.

همچنین M87، پرتوهای X با انرژی ای  $50$  بار بیشتر از نشر نوری خود را گسیل می‌دارد، در حدود  $5 \times 10^{35}$  وات در پرتوهای X از تمام کهکشان. آشکار شده است که خود جت نیز پرتوهای X نشر می‌کند. مشاهدات با تفکیک بالا در رصدخانه انیشتن نشان می‌دهند که جت شامل گره‌هایی است که قویاً پرتوهای X گسیل می‌دارند. VLA از جت M87 به طور تفصیلی نقشه‌برداری کرده و تایید کرده است که نشر رادیویی آن بر نشر پرتوهای X و نوری منطبق است و به طرف یک لکه رادیویی کشیده می‌شود [شکل (۲۴-۷)]. بنابراین، رویهم رفته جت در گستره وسیعی از بسامدها شامل امواج رادیویی تا پرتوهای X، نشر می‌کند و هر گره جت همین طیف

انرژی‌ها را تولید می‌کند. مشاهدات فرورسرخ‌ی جدید یک شکست در حدود  $600\text{nm}$  در شیب طیف را نشان می‌دهند. نشر، هم قبل و هم بعد از شکست، غیر حرارتی است.



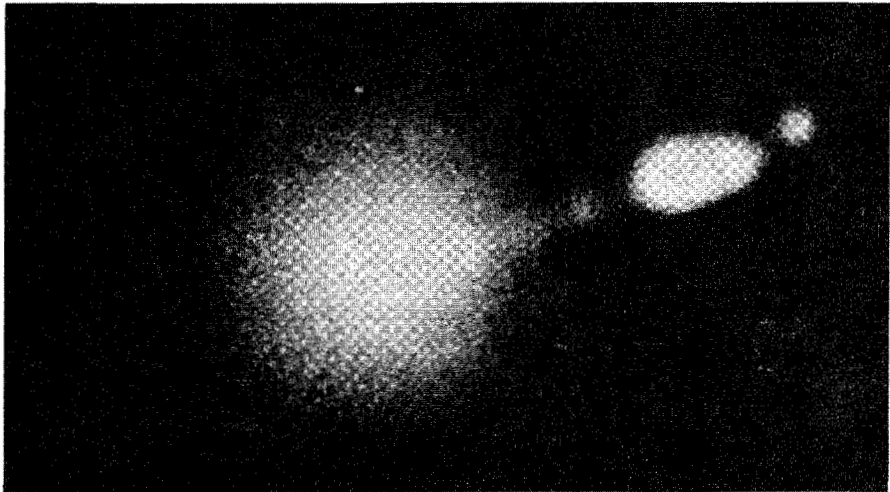
شکل ۲۴-۵. کهکشان بیضوی فعال M۸۷، یک کهکشان رادیویی نزدیک. (رصدخانه‌های نجومی نوری ملی)

برای گره‌های M۸۷،  $\alpha$  قبل از شکست تقریباً  $0/6$  (در رادیویی) اما بعد از شکست  $1/7$  (در نوری) است. برای گسیل همزمانی الکترون‌های نسبیتی، یک چنین تغییر سریع در شاخص طیفی از یک تغییر ناگهانی در توزیع انرژی الکترون نتیجه می‌شود (از الکترون‌های شتاب دار). شدت متوسط میدان مغناطیسی در گره‌ها حدود  $10^{-7}T$  است.

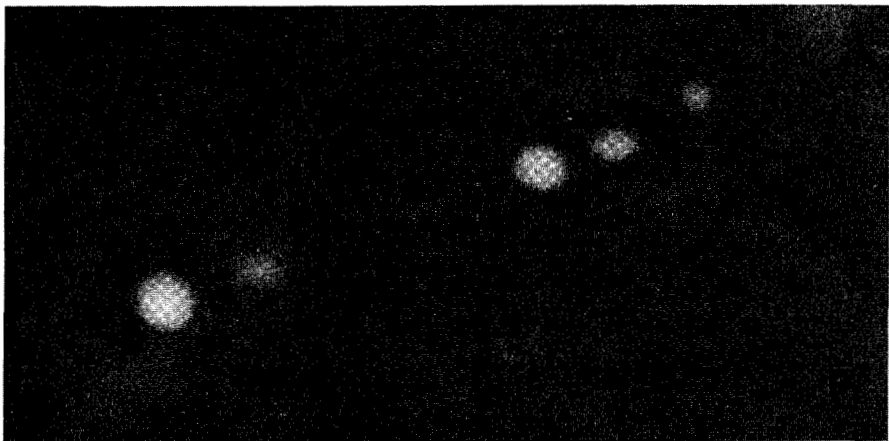
تلسکوپ فضایی هابل تصاویر نوری با قدرت تفکیک بالا و طیف‌سنجی جدیدی را به معلومات ما از M۸۷ افزوده است. یک قرص برافزایشی مری به قطر ۶۵ سال نوری پیدا شده است که تقریباً به طور عمود بر جت قرار دارد. طیف‌های قرص شواهدی از حرکت چرخشی بالای مربوط به موادی به جرم ۳ بیلیون برابر  $M_{\odot}$  در درون آن را نشان می‌دهند. جهت قرص درست همانی است که برای الگوی سیاه چاله استاندارد فعالیت AGN انتظار می‌رود زیرا گاز پرتاب شده بایستی در امتداد محور قرص فرار نماید. این مشاهدات به طور یکسان به عنوان شواهدی برای یک سیاه چاله ابرجرم تعبیر نشده‌اند، اما اکثر ستاره‌شناسان باور دارند که هر الگوی دیگری، نظیر خوشه‌ای از بیلیونها ستاره نوترونی

یا کوتوله سفید، حداقل غیر محتمل می باشد!

همچنین سایر کهکشانهای بیضوی دارای فورانهای هسته ای هستند. در حقیقت، فورانهای رادیویی عادی هستند - تقریباً تمام کهکشانهای رادیویی در پایین ترین گستره تابندگی دارای این فورانها هستند.

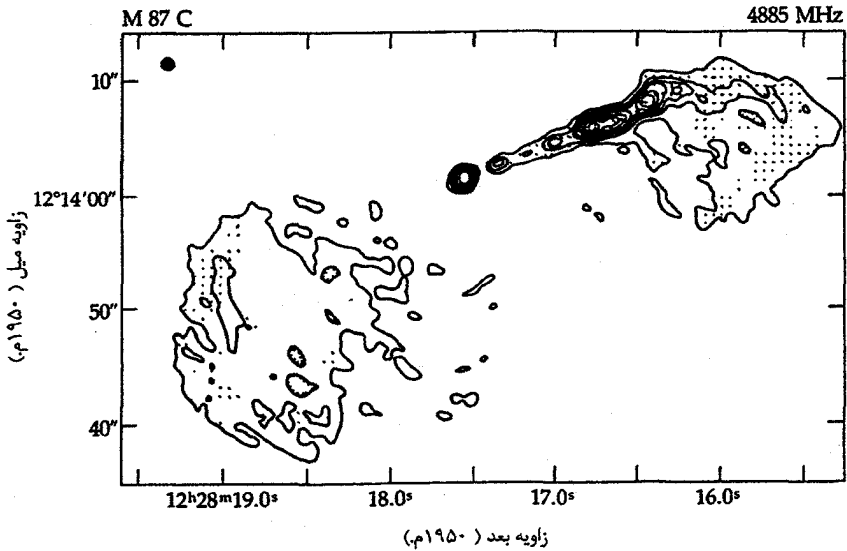


(الف)



(ب)

شکل ۲۴-۶. جت M۸۷. (الف) عکس کهکشان و جت آشکار شده برای حداکثر جزئیات (چاپ منفی). (ب) فرآیند رایانه ای تصویر برای تعیین ساختار دو جت. (ا.ج. آرپ<sup>۱</sup> و جی لور<sup>۲</sup>)



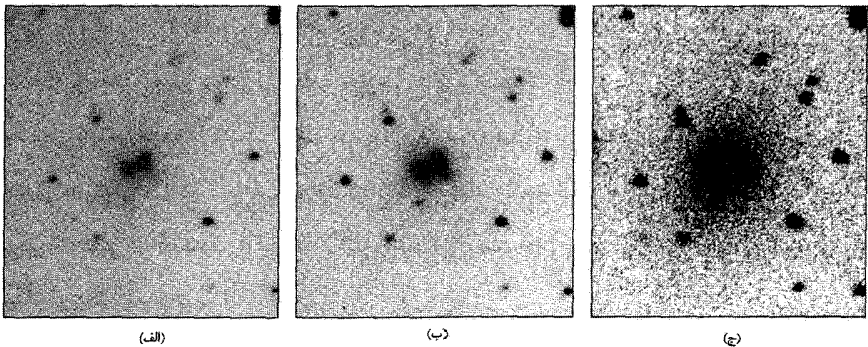
شکل ۲۴-۷. نشر رادیویی MAV. یک نقشه VLA که در ۵GHz تهیه شده است؛ به جت در طرف راست و بالا توجه کنید. (اف. آون<sup>۱</sup> و پی. هاردی<sup>۲</sup> رصدخانه نجومی رادیویی ملی)

کهکشانهای رادیویی گسترده تقریباً دوگانه هستند، دارای لکه‌هایی می‌باشند که با مرکز کهکشان در یک امتداد هستند. این ابرهای رادیویی، عظیم هستند: بیشتر آنها دارای قطر ۵۰ تا ۱۰۰۰ کیلو پارسک می‌باشند. هنگامی که کهکشانهای رادیویی گسترده از نظر ساختاری دسته‌بندی شوند، در سه گروه اصلی قرار می‌گیرند: (۱) دوگانه‌های کلاسیکی (مانند A دجاجه)، با بالاترین تابندگی، لکه‌هایی که در امتداد مرکز کهکشان قرار دارند و نقاط داغ درخشان در دو انتها؛ (۲) دنباله‌های زاویه‌ای عریض، یا دنباله‌های خمیده (مانند A قنطورس) با تابندگی متوسط، یک خمیدگی از میان هسته و برآمدگیهای دنباله‌ای شکل؛ (۳) منابع با دنباله باریک (مانند NGC ۱۲۶۵) با پایین‌ترین تابندگی، U شکل و کهکشانهایی با حرکت سریع در یک خوشه.

A دجاجه، یکی از قویترین منابع رادیویی در آسمان و یکی از اولین کشف شده‌ها می‌باشد که یک مثال عالی از ساختار مضاعف کلاسیکی نمونه از یک کهکشان رادیویی گسترده است. خروجی رادیویی آن،  $۱۰^{۳۸}$  وات، از دو لکه غول‌پیکر که در طرفهای

مقابل کهکشان رادیویی قرار دارند، تامین می شود [شکل (۲۴-۸)]. قطر هر لکه ۱۷ کیلو پارسک است و تقریباً ۵۰ کیلو پارسک از کهکشان مرکزی فاصله دارد. هر لکه شامل ابری از الکترونهای پرنرژی است و میدانهای مغناطیسی  $10^{53}$  ژول انرژی ذخیره می کنند تا برای تابندگی رادیویی که  $10^7$  تا  $10^9$  سال طول می کشد، کفایت کند. کهکشان مرکزی A دجاجه، با یک جاده غباری به طرف پایین وسط آن، بیضوی است. این کهکشان دارای یک منطقه هسته ای فعال است (شاید با دو هسته)، با یک طیف که نمایانگر خطوط نثری و یک پیوستار همزمانی می باشد. در ورای فاصله ۸ کیلو پارسکی مرکز، طیف درست مخلوطی از طیف ستارگان است.

VLA یک تصویر رادیویی قابل ملاحظه ای از A دجاجه تهیه کرده است [شکل (۲۴-۹)] که یک جت سوزنی شکل را نشان می دهد و این جت کهکشان بیضوی را به یکی از لکه هایش متصل می کند. نقشه رادیویی یک ساختار مجاله ای در لکه های نثری کوچک درخشان را نشان می دهد. قطعه های روشن در طول جت ظاهر می شوند که به وضوح ساختارش را از میان بیشتر لکه ها حفظ می کند. ساختار رشته ای لکه ها بر این دلالت می کند که گاز نثر شده فقط ۳ تا ۳۰ درصد تمام حجم را اشغال می کند. درون این قطعات لکه های داغی از نثر رادیویی شدید قرار دارند.



شکل ۲۴-۸. تصاویر منفی CCD از A دجاجه. این تصاویر تحت بهترین شرایط دید گرفته شده اند، تصاویر نشان می دهند (الف) اشکال روشن تر در هسته، (ب) ترازهای شدت کمتر که نمایانگر عکسهای قبلی هستند و (ج) کمترین شدت که هاله کهکشان را وانمود می سازد. (ال. ای. تامپسون<sup>۱</sup>).



شکل ۲۴-۹. نقشه رادیویی A دجاجه. این تصویر فوق العاده، ساختار رشته‌ای در قطعات و جت باریک به طرف لکه راست را نشان می‌دهد. نقشه را VLA تهیه کرده است. کهکشان نوری بر لکه روشن در منشاء جت و در میانه راه بین قطعات گسترده منطبق است. (آر. ای. پرلی<sup>۱</sup>، جی. دبلیو. درهر<sup>۲</sup> و جی. جی. کووان<sup>۳</sup>، رصدخانه رادیویی نجومی ملی).

A قنطوروس (NGC ۵۱۲۸) منبع رادیویی گسترده دیگری است که تا اندازه‌ای شبیه A دجاجه است. این منبع یک کهکشان E۲ است که توسط یک جاده گرد و غباری نامنظم به دو نیم شده است. A قنطوروس در فاصله ۴ Mpc، نزدیکترین کهکشان فعال است، این کهکشان تقریباً به وضوح، M۳۳ را تحت الشعاع قرار می‌دهد. با یک تلسکوپ رادیویی، مشاهده شده است که A قنطوروس دارای دو قطعه خارجی عظیم است که قطر آنها ۲۰۰ و ۴۰۰ کیلو پارسک است می‌باشد. قطعه‌ها تشکیل یک خمیدگی از میان هسته را می‌دهند و دارای برآمدگی دنباله ماندنی هستند. با نزدیک‌تر شدن، جفت دیگر از قطعات رادیویی روی لبه کهکشان نوری قرار می‌گیرند؛ قطر هر قطعه در حدود ۱۰ کیلو پارسک است. قطعات داخلی و خارجی تقریباً، امانه دقیقاً، در یک راستا هستند.

هسته A قنطوروس ارتباط مستقیمی با یکی از قطعات رادیویی داخلی دارد. رصدخانه پرتو X انیشتن یک گسیل فورانی با نشر پرتو X کشف کرد که از شمال شرقی هسته جریان دارد و حداقل شامل هفت قطعه متمایز است. یک نقشه VLA با طول موج ۲۰ cm نشر رادیویی در

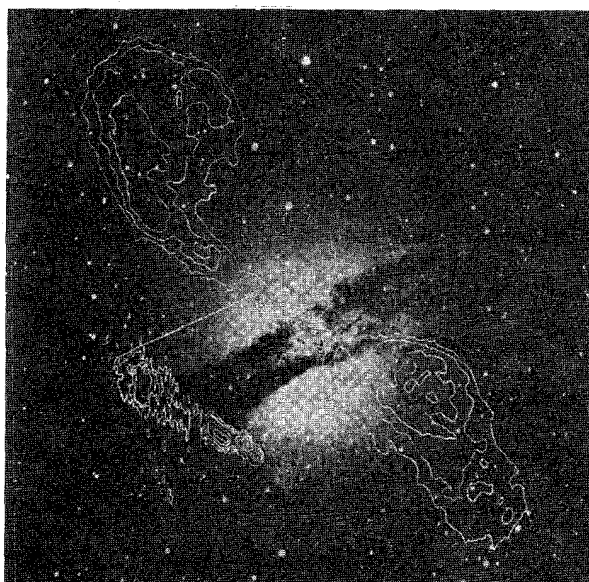
1- R. A. Perley

2- J.W. Dreher

3- J.J. Cowan

امتداد جت را نشان می دهد که به طرف یکی از قطعات رادیویی هسته ای امتداد یافته است [شکل (۲۴-۱۰)]. جت دارای ساختار قطعه مانندی است که بر قطعات گسیل کننده پرتو  $X$  منطبق است. بنابراین،  $A$  قنطوروس و  $M87$  شبیه به هم به نظر می رسند، زیرا هر دو دارای جت های هسته ای هستند که امواج رادیویی و پرتوهای  $X$  گسیل می دارند. مشاهدات تفکیک بالا توسط VLA (ابعاد پرتو ۲۴ پارسک در ۷ پارسک) از  $A$  قنطوروس جنبه های ساختاری جدیدی در ۷۰۰ پارسکی داخل جت آشکار کرده است [شکل (۲۴-۱۱)]. نشر رادیویی، لبه روشن شده بر روی ابعاد متناوب را در مقابل مرکز روشن شده جت  $M87$  نشان می دهد. رشته های باریک نشر رادیویی از گره ها صادر می شوند؛ آنها به نظر می رسند که در جهتی که ماده فرض شده در امتداد فوران شارش دارد، به طرف پایین اشاره می کنند (از هسته تا قطعه).

کهکشانهای رادیویی بسیاری دارای نثری به شکل قطعات و یا جریان هستند که در ورای کهکشان مرئی تا فاصله زیادی امتداد یافته اند. قطعات ممکن است چند هزار سال نوری عرض و به فاصله چند میلیون سال نوری از یکدیگر باشند. مشکل آزار دهنده در مورد این قطعات رادیویی گسترده، مقدار انرژی زیادی است که دارا می باشند: تابندگی یک قطعه نمونه  $10^{36}$  تا  $10^{37}$  وات است، در حالی که کهکشان بیضوی مرئی که به آن مربوط شده ممکن است فقط  $10^{35}$  وات انرژی گسیل کند. اگر گسیل، تابش همزمانی باشد، قطعات بایستی منبع انرژی میدان های مغناطیسی به هم فشرده (شدت در حدود  $1nT$ ) و الکترون هایی با تندی زیاد باشند. بنابراین، یک قطعه نمونه شامل انرژی ای بیشتر از  $10^{52}$  ژول است. جت ها کانال هایی هستند که هسته ها، ذرات و انرژی را به قطعه هدایت می کنند. قطعه ها و جت ها به طور غیر حرارتی نشر می کنند، به طوری که پیشنهاد می شود فرایند همزمانی در جریان است. هسته ها، الکترون هایی با انرژی بالا تولید می کنند. آنها به عنوان یک پرتو نسبتاً ثابت از ذرات یا به عنوان رشته ای از قطعه های یونیده هستند که در طول یک میدان مغناطیسی طوری به بیرون ریخته می شوند که نیمی از ذرات در یک سو و نیم دیگر در سوی مخالف حرکت می کنند. اگر ماشین هسته ای فعال و پایدار باشد، قطعه های گسترده متشکل از مواد یونیده در انتهای جت ها ساخته می شوند. انفجارهای مجدد از هسته، می تواند مبین تغییر پذیری باشد. جت ها حاکی از این هستند که الکترون های سریع احتمالاً به صورت انفجاری، از هسته به طرف محیط کهکشان هدایت شده اند، جایی که روی هم انباشته می شوند تا قطعه ها را تشکیل بدهند.



شکل ۲۴-۱۰. ناحیه هسته‌ای A قنطوروس. یک نقشه VLA نشر هسته‌ای را نشان می‌دهد. قطعات داخلی بر روی یک فوران به طرف چپ قطعه بر روی یک عکس نوری بر هم نهی شده است. (جی. برنز<sup>۱</sup>، رصدخانه نجومی رادیویی ملی)

کهکشانهای رادیویی گسترده یک رشته خم شده [شکل (۲۴-۱۲)] از دوتاییهای کلاسیکی خطی تا نشر هسته‌ای که در یک انتهای دنباله خوشه‌بندی شده‌اند را نشان می‌دهند. این رشته قویاً بیان می‌دارد که خوشه‌های کهکشانها شامل یک گاز داغ یونیده هستند. تصور کنید کهکشانی که با سرعت در این محیط حرکت می‌کند، در یک جت موادی را به بیرون می‌ریزد و (برای مثال، الکترون‌هایی با تندی بالا) موادی که از کهکشان به بیرون رانده می‌شوند، توسط محیط درون خوشه‌ای سرعتشان کند می‌شود و کهکشان در حال حرکت آنرا جا می‌گذارد. هنگامی که کهکشان در مسیر حرکت می‌کند، یک دنبالهٔ رادیویی مرئی - یک سنگواره ثبت شده از این که کجا بوده است - را جا می‌گذارد [شکل (۲۴-۱۳)]. رشته خم شده نشان می‌دهد که در خوشه‌ها گاز متراکم وجود دارد. کشف کهکشانهای حاوی سر - دنباله موجب پذیرش گاز درون خوشه‌ای شده قبل از این که مشاهدات پرتوهای  $X$ ، وجود آنرا تایید کرده (با چگالی  $10^{-24}$  تا  $10^{-27}$  کیلوگرم بر متر مکعب) و نشان دهد که باید بسیار داغ باشد (حدود  $10^7 K$ ) شد.





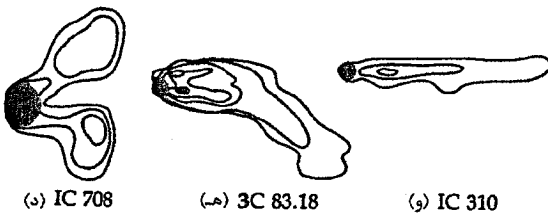
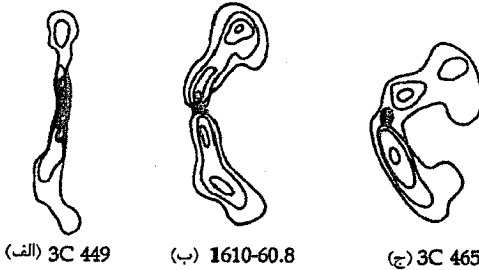
شکل ۲۴-۱۱. تصویر تفکیک بالا از جت A قنطوروس. این نقشه، هسته (طرف راست) و تمام ۷۰۰ پارسک جت را که به طرف چپ گسترش دارد نشان می‌دهد. به کناره‌های متناوب روشن شده توجه کنید. (جی. برنز، دی. کلارک<sup>۱</sup>، ای. دی. فیگلسون<sup>۲</sup> و ای. جی. شریر<sup>۳</sup>، رصدخانه رادیویی نجومی رادیویی ملی).

به طور خلاصه: همان طوری که مشاهدات ممتد بیشتری از کهکشانهای رادیویی صورت می‌گیرد، آشکار می‌گردد که حداقل ۵۰ درصد از دو تاییهای کلاسیکی (که دارای تابندگی نسبتاً بالایی نیز هستند) جت‌هایی را نشان می‌دهند که تمایل به یک طرفه شدن دارند. در حدود ۸۰ تا ۹۰ درصد از کهکشانهای رادیویی با تابندگی کمتر جت‌هایی عرضه می‌دارند - شاید همگی آنها چنین باشند. جت‌ها به طور نمونه برای فواصل تا یک کیلو پارسک، دو طرفه، کپه‌ای، و کاملاً در یک خط هستند. فیزیک این جت‌های رادیویی کیهانی یک مشکل حل نشده بحرانی در اختر فیزیک جدید است.

1- D. Clarke

2- E.D. Feigelson

3- E. J. Schreier



شکل ۲۴-۱۲. رشته خم شده برای کهکشانهای رادیویی. موقعیت دنباله‌ها توسط تندی کهکشان از میان محیط بین کهکشان محلی و چگالی آن محیط، تحت تاثیر واقع می‌شوند. (اقتباس شده از یک نمودار توسط جی. میلی<sup>۱</sup>)

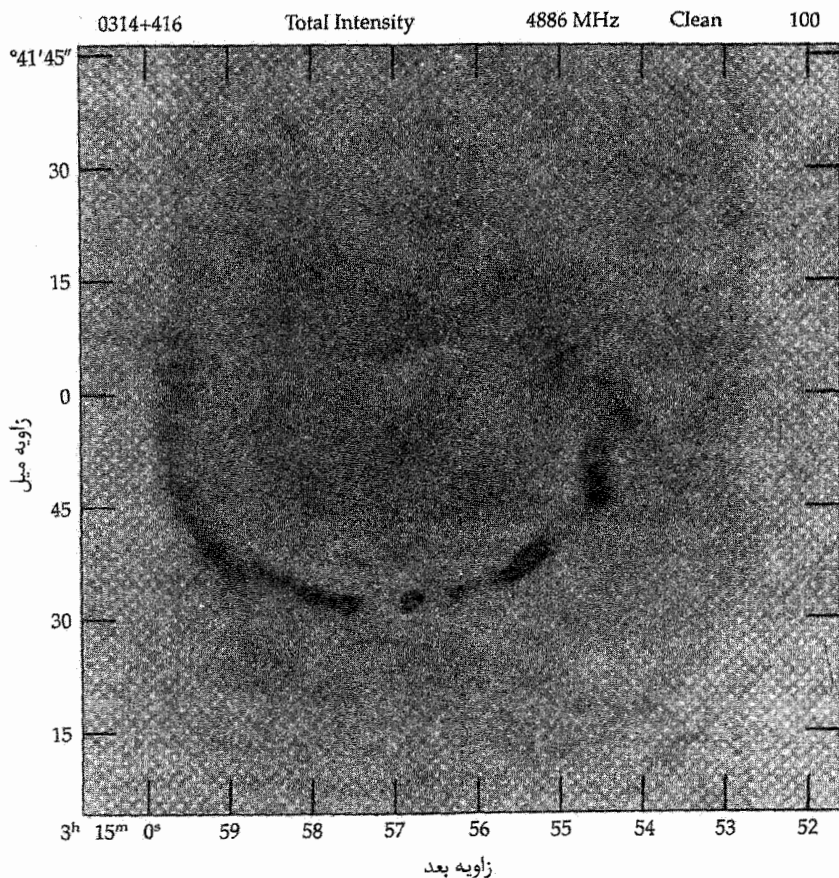
## ۲۴-۴ اختروشها: کشف و شرح

در اواخر دهه ۱۹۵۰ م. ستاره‌شناسان رادیویی فهرستهای انباشته از منابع رادیویی را که با هیچ شئی مرئی آشنایی مشخص نمی‌شدند، گردآوری کردند. توماس ماتیسوس<sup>۲</sup> و آلن ساندریج<sup>۳</sup> در ۱۹۶۰ م. که در جستجوی منابع نوری و رادیویی بودند، یک شئی ستاره مانند ضعیف قدر ۱۶ (از این رو شئی شبه ستاره‌ای یا اختروش نامیده شدند) را در موقعیت شئی رادیویی ۳C۴۸ کشف کردند. (۳C به معنی سومین فهرست کمبریج است.) این شئی دارای طیفی از خطوط نشری پهن بود که امکان شناسایی آن نبود و آن نور فرابنفش بیشتری از یک ستاره معمولی رشته اصلی نشر می‌کرد.

1- G. Milley

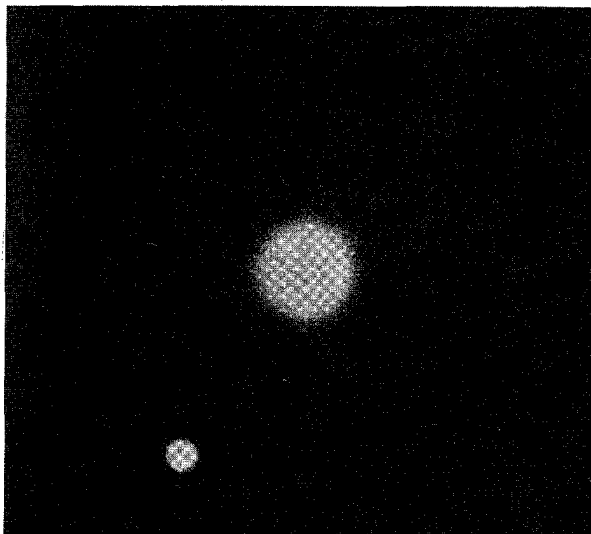
2- Thomas Matthews

3- Allan Sandage



شکل ۲۴-۱۳. نقشه VLA از کهکشان سر - دنباله NGC ۱۲۶۵. توجه داشته باشید که تاریکترین سطوح بیشترین شار را نشان می دهند. (اف. آون. جی. برنر. ال. رودنیک<sup>۱</sup> رصدخانه نجومی رادیویی ملی).

۳C ۲۷۳ تا سال ۱۹۶۳ م. یک شئی بی نظیر باقی ماند تا این که منبع رادیویی قوی ۳C ۲۷۳ با یک شئی ستاره مانند قدر سیزده شناسایی شد [شکل (۲۴-۱۴)]. خطوط نشری ۳C ۲۷۳ به همان اندازه خطوط نشری ۳C ۴۸ معماگونه بودند: آنها با هیچ یک از خطوط اتمی شناخته شده منطبق نبودند. چه اتفاقی افتاده بود؟

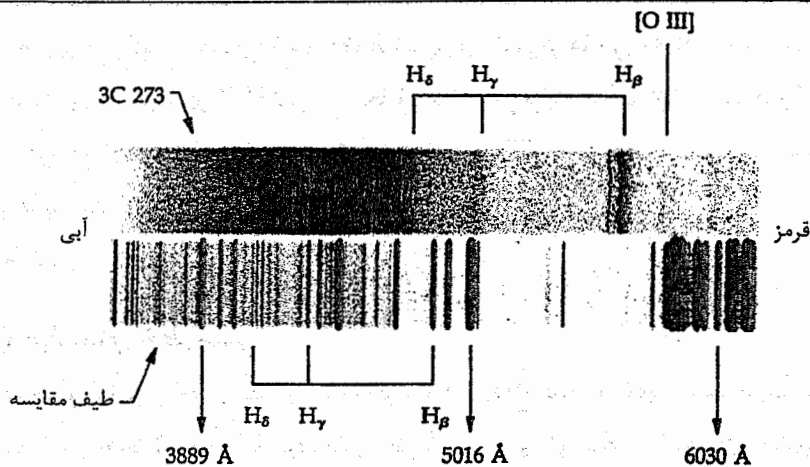


شکل ۲۴-۱۴. اخترشوش ۲۷۳ C. به جت توجه کنید. (رصدخانه پالومار، انستیتو فن آوری کالیفرنیا)

### (الف) ویژگیهای خط نشری

اولین جسم شبه ستاره‌ای که قرمزگرایی طیفی آن شناسایی شد، منبع رادیویی ۲۷۳ C بود. خطوط نشری در طیف ۲۷۳ C یک نظم آشنا را که حاکی از خطوط بالمر هیدروژن است، نشان می‌دهند، اما به نظر می‌رسند که به مقدار زیادی به طرف قرمز خطوط بالمر معمولی جابه جا شده‌اند [شکل (۲۴-۱۵)]. مارتین اشمیت<sup>۱</sup>، آنها را به عنوان رشته‌های بالمری شناسایی کرد و یک قرمزگرایی  $z = 0.158$ ،  $(z = \Delta\lambda/\lambda_0)$  را محاسبه نمود. با پذیرش مفهوم مقادیر بزرگ  $z$ ، سایر خطوط ممکن است شناسایی شوند. بیشتر جنبه‌های نشری، تمام آنهایی که خطوط پهن هستند، شبیه آنهایی هستند که در سحابی‌های گازی یافت می‌شوند.

طیف‌های بیشتر اجرام شبه ستاره‌ای، خطوط نشری بسیار پهنی را که شبیه خطوط یافت شده در طیف ۲۷۳ C است، نشان می‌دهند. جنبه برجسته این خطوط واقعی است که همگی آنها دارای انتقال زیادی به طرف قرمز هستند، به طوری که قرمزگرایی مربوط به مقادیر  $z$  از ۰/۰۶ تا بیشتر از ۴ است. برای مثال، در بسیاری از موارد خط لیمن که معمولاً  $121.6 \text{ nm}$  است، به طرف قسمت مرئی طیف انتقال می‌یابد.



شکل ۲۴-۱۵. طیف ۳C ۲۷۳. طیف مقایسه‌ای زیرین به عنوان یک طول موج استاندارد به کار می‌رود. توجه کنید که این یک چاپ منفی است، بنابراین خطوط نشری تاریک هستند. (ام. اشمیت)

توجه داشته باشید که برای قرمزگرایی‌های بزرگتر از واحد باید از فرمول نسبیتی انتقال دوپلری، به جای نوع کلاسیکی آن استفاده کرد،

$$z = \Delta\lambda/\lambda_0 = \frac{V}{c}$$

که در آن  $z > 1$  دلالت بر این دارد که منبع سریعتر از تندی نور حرکت می‌کند! یک شکل از جابه‌جایی دوپلری نسبیتی مطابق زیر است

$$z = \Delta\lambda/\lambda_0 = \left[ \frac{(1 + V/c)}{(1 - V/c)} \right]^{1/2} - 1 \quad (1-24)$$

که در آن  $\lambda_0$  طول موج اولیه (آزمایشگاهی)،  $V$  سرعت شعاعی و  $c$  تندی نور است. توجه کنید که برای  $V \ll c$ ، این معادله به نتیجه کلاسیکی منجر می‌شود.

حال از انتقال دوپلری نسبیتی برای یافتن  $V$  برای اختروشها استفاده می‌کنیم. فرض کنید

$z = 2$  باشد؛ در این صورت

$$z = 2 = \Delta\lambda/\lambda_0 = \left[ \frac{(1 + V/c)}{(1 - V/c)} \right]^{1/2} - 1$$

بنابراین

$$\frac{(1 + V/c)}{(1 - V/c)} = 3^2 = 9$$

$$V/c = \frac{\Lambda}{10} = 0.8$$

همان طوری که یکبار شناسایی شد، خطوط نشری از اختروش‌ها می‌توانند به همان روش خطوط نشری از ناحیه‌های H II تجزیه و تحلیل شوند. این فرایند حاکی از آن است که یک شار قوی از فوتون‌های پرتو  $X$  و فرابنفش، یک گاز شفاف با چگالی پایین را یونیده می‌کند. درون آن گاز ابرها یا رشته‌هایی که با تندبهای بالا - معمولاً بیش از  $1000 \text{ km/s}$  - حرکت می‌کنند تا پهنای خطوط نشری را توضیح دهند.

### (ب) طیف‌های خط جذبی

اگر چه خطوط نشری اختروشها در ابتدا وجود آنها را اطلاع دادند و شاید خصوصیت بسیار برجسته آنها را حفظ نمودند، اما طیف‌های خطوط جذبی نیز توجهات مشاهده‌ای زیادی را به خود جلب نمودند. اکثر، شاید تمام، اختروشها با انتقال به قرمزهای بزرگتر از  $2/2$  نیز خطوط جذبی قوی در طیف‌هایشان دارا می‌باشند. انتقال خط جذبی همیشه تقریباً کمتر یا برابر انتقال خط نشری می‌باشد.

برای آشکارسازی خطوط جذبی، بایستی به مجموعه بسیار خاصی از شرایط دست پیدا کرد. ابتدا، بایستی یک منبع نشر پیوستار وجود داشته باشد. ثانیاً، بین منبع پیوستار و ناظر بایستی محیطی که قادر به جذب بعضی از فوتونهای پیوستار است، وجود داشته باشد. خطوط جذبی اطلاعات بیشتری راجع به محیط جذب کننده از منبع ارائه می‌دهند. به علت اینکه احتمالاً اختروشها در فواصل دور قرار دارند، موضع فضائی محیط جذب کننده ممکن است در جایی کاملاً نزدیک به اختروش تا در عمق فضای بین کهکشانی باشد.

در اختر فیزیک، غالباً با اختلاف‌های سرعت بین منبع و محیط جذب کننده مواجه می‌شویم. بهترین مثال از این موضوع هنگامی رخ می‌دهد که محیط نسبت به منبع به طرف بیرون حرکت می‌کند - الگوی یک پوسته در حال انبساط. این وضعیت سبب می‌شود خطوط طیفی نمایه کاملاً شناخته شده P مرغ را که در آن یک علامت جذبی در طرف آبی یک علامت نشری پیدا شده است، داشته باشد [شکل (۱۸-۱۰)]. بسیاری از خطوط جذبی اختروشها دارای مشخصه P مرغ می‌باشند.

آر.جی. ویمن<sup>۱</sup> یک سیستم رده‌بندی برای سیستم‌های خط جذبی در اختروشها پیشنهاد کرده است. شکل (۲۴-۱۶) سه مورد از چهار رده را در طیف اختروش ۴۰۰۱-۰۱۳۵ نشان

می دهد. رده ها در زیر توصیف می شوند:

نوع A: اختروشهای خط جذبی پهن (BAL). در این طیفها فرورفتگیهای بسیار پهن جذبی را می بینیم. سرعتهای پرتابی استنباط شده تا حدود  $0.1c$  می رسد.

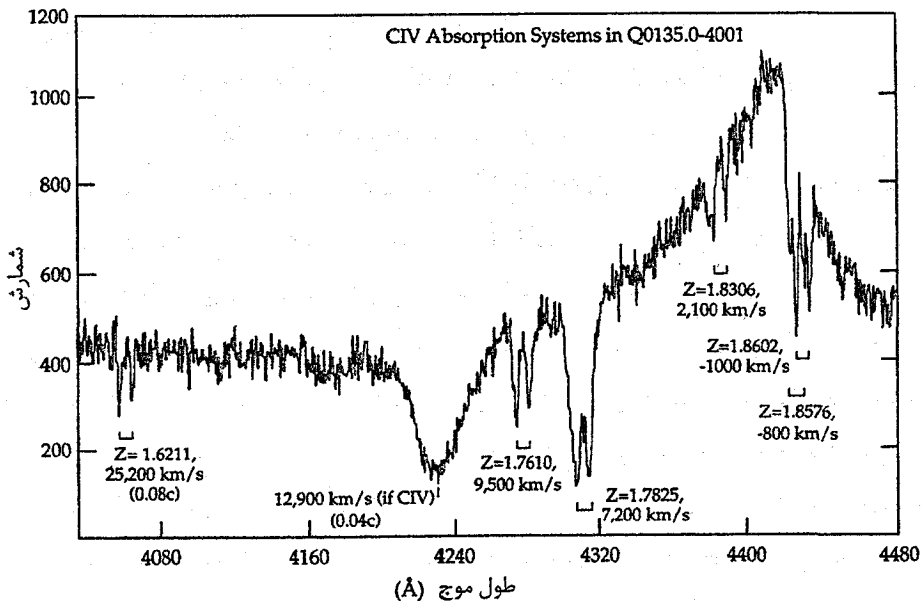
نوع B: سیستمهای خط تیز سرعت کم. در این طیفها اختلافهای سرعت بین نواحی جذب کننده و نشر کننده تا  $3000 \frac{km}{s}$  می رسد. خطوط C IV معمولی ترین خطوط دیده شده می باشند.

نوع C: خطوط فلزی تیز. سیستمهای نوع C به طور فیزیکی با اختروشها مربوط نیستند.

نوع D: جنگل لیمن آلفا. این سیستمها خطوط تیز لیمن آلفا را نشان می دهند و به طور فیزیکی با اختروشها مربوط نیستند. اغلب سیستمهای زیادی با انتقال به قرمزهای متفاوت می توانند دیده شوند. چگونگی رده های خط جذبی را تعبیر کنیم؟ ظاهراً الگوها برای سیستمهای BAL بایستی گاز جذب کننده را در مجاورت اختروشها قرار دهد. یک الگو پیشنهاد ابرهای بین ستاره ای موجود از قبل را در داخل هسته اختروش و در ابعاد  $1 kpc$  دارد، که در یک کهکشان مارپیچی نیم رخ فرو رفته است. بادی با سرعت بالا، چگالی کم ابرها را شتابدار می کند. بنابراین اتمهایی وجود دارند که در بازه پیوسته ای از سرعت به بیرون جاری بوده و قادرند فوتونها را در بازه وسیعی از طول موجها جذب نمایند.

انواع B و C هر دو خطوط باریک فلزی را نمایان می کنند. به علت اینکه عناصر سنگینتر از هیدروژن و هلیوم فقط در ستارگان به وجود می آیند، این خطوط بایستی از مواد سرچشمه گرفته از کهکشانها نتیجه شده باشند. احتمالاً سیستمهای با کمترین اختلاف سرعت از ابرهای درون کهکشان مادر یا از کهکشانهای واقع در همان خوشه منشاء می گیرند.

یکی از جالبترین موضوعات جدال برانگیز از یکی از اشکال خطوط فلزی تیز ناشی شده است. بعضی از افراد بر این باورند که شواهدی برای فرآیندی که قفل شدگی خط نامیده می شود، وجود دارد. تصور کنید که اتمی با جذبه ای متوالی فوتونها از یکی از خطوط نشری به طرف بیرون شتابدار می شود. اگر سرعت آن خیلی زیاد شود، اتم از شتابدار شدن به علت اینکه فوتونهای خط نشری انتقال دوپلری پیدا کرده اند و به خارج از گستره طول موجهای مورد قبول برای جذب توسط آن اتم جابجا شده اند، متوقف می شود. اگر اتم شارش به سمت بیرون خود را نمایش دهد، آنگاه اتم مجدداً قابلیت دارد توسط جذبه شتابدار شود. بنابراین شارش به سمت خارج در سرعت توسط جذب خط و خصوصیات نشر گاز "قفل" می گردد. این جدال از این حقیقت ناشی می شود که تمام متخصصین باور ندارند قفل شدگی خط خیلی موثر باشد.



شکل ۲۴-۱۶. خطوط جذبی CIV در اخترش ۰۱۳۵/۰-۴۰۰۱. در اینجا سه نمونه از چهار نوع خطوط جذبی دیده می‌شوند. نوع A در طول موج مشاهده‌ای  $4230 \text{ \AA}$  در یک فرورفتگی پهن دیده می‌شود. نوع B توسط جفت باریک  $z \approx 1/86$  نمایش داده می‌شود؛ و چهار سیستم نوع C در  $1/83$  و  $1/78$  و  $1/76$  و  $z = 1/62$  وجود دارند. سیستم نوع D (جنگل لیمن آلفا) فقط در طول موجهای کوتاهتر از لیمن آلفا (در اینجا به  $3470 \text{ \AA}$  انتقال به قرمز یافته است) دیده می‌شوند. (آر. ویمن)

جنگل لیمن آلفا خطوط با پراکندگی سرعت کم را به نمایش می‌گذارند - شاید کمتر از  $6 \frac{\text{km}}{\text{s}}$ . لذا ابرهایی که مسئول جذبه‌ها می‌باشند بایستی دماهایی کمتر از  $10^5 \text{ K}$  داشته باشند. اختلافهای سرعت بالا دلالت بر این دارند که اغلب این ابرها بایستی از ککشان مادر یا حتی خوشه خود مستقل باشند. برای مثال، طیف اخترش ۹۳۸ PHL دارای یک انتقال به قرمز نشی  $1/955$  و انتقال به قرمزهای جذبی  $1/949$ ،  $1/945$  و  $1/613$  می‌باشد. این گونه محاسبه شده است که نور از یک اخترش با انتقال به قرمز  $z = 2$  ممکن است در طول کل مسیرش بین اخترش و زمین از ۱۰ تا ۲۰ ابر خوشه عبور کرده باشد. به نظر می‌رسد حاشیه‌های ککشانهای میانی محتملترین ابزاری باشند که برای حدود ۷۰-۶۰ درصد از سیستم‌های لیمن آلفا به حساب آیند. مابقی آنها ممکن است ابرهای گازی اولیه باشند که ککشانها را شکل نداده‌اند.



## (ج) نشر پیوسته

مانند کهکشانهای رادیویی، هنگامی که یک پهنای طول موج از امواج رادیویی تا پرتوهای  $X$  مشاهده شود، نشر پیوسته از اختروش غیر حرارتی است. به طور مشابه، دو دسته مجزا را پیدا می‌کنیم - تخت و شیب‌دار که در  $\alpha = 0.5$  تفکیک صورت می‌گیرد. شاخص‌های طیفی در بازه  $0.1$  تا  $1/6$  قرار دارند. بنابراین، گسیل همزمانی برای منبع تابش پیوسته بسیار محتمل می‌باشد. اختروشها همچنین وقتی قطبیدگی آنها آزمایش شد، به دو دسته تقسیم شدند. بیشترین اختروشها دارای قطبیدگی پایین هستند (کمتر از ۳ درصد). فقط ۱ درصد یا همین حدود از اختروشهای روشن نوری دارای قطبیدگی بیشتر از ۳ درصد (تا ۳۵ درصد) هستند. اختروشهای بسیار قطبیده منابع رادیویی فشرده هستند و دارای طیف رادیویی تخت و طیف نوری شیب‌دار می‌باشند و به سرعت (روزها تا سالها)، تغییرپذیری با دامنه زیاد در طول موجهای نوری را نمایش می‌دهند. از این رو، اختروشهای بسیار قطبیده در بسیاری از خواص با اجرام BL سوسمار مشترک هستند.

## (د) تغییر نوری

تغییرات نوری چند اختروش به خوبی ثبت شده‌اند. در بعضی حالات، تغییراتی برابر یک تا دو قدر در طول چند ماه مشاهده شده‌اند. بعضی از این تغییرات با مقیاس زمانی سال دوره طولانی دارند؛ در حالات دیگر، تغییرات روشنایی بسیار سریع است که تغییرات کوچکی نزدیک به ۱۵ دقیقه را نشان می‌دهند (از مرتبه چند درصد). سایر تغییرات آهسته‌تر روی می‌دهند، بیش از چند روز یا یک تا دو ماه.  $3C\ 446$  به عنوان یک پدیده اتفاقی، تابندگی خود را با سازه ۲۰ در طول یک سال تغییر داد، و بعد از آن برای نشان دادن تغییرات بزرگ نیز ادامه داد. اختروشهایی که به طور محسوس با بسامدهای رادیویی تغییر می‌کنند، متغیرهای نوری نیز هستند. یک ارتباط قوی بین تغییرپذیر نوری و قطبیدگی وجود دارد. در واقع، تغییرات روشنایی اغلب همراه با یک تغییر در قطبیدگی هستند که حاکی از آن است که مولفه قطبیده مسئول افت و خیز نور است. در حدود ۲۰ درصد از اختروشهای شناخته شده دارای تغییرات سریع (روزها تا هفته‌ها) در طول موج نوری هستند (و همچنین در ناحیه رادیویی).

تغییرات نوری در تنظیم حدود در اندازه اختروشها، از اهمیت زیادی برخوردارند. اگر یک جسم با دوره تناوب  $t$  تغییر کند، شعاع جسم باید برابر یا کوچکتر از  $t$  ضربدر تندی نور باشد  $R \leq ct$ . اگر این حد نگه داشته نشود، انفجارهای به سمت خارج در مکانهای مختلف درون منبع

فقط تا تغییرات رویهمرفته جزئی در یک حد متوسطی پیش می‌رود. یک تغییر کلی با هر سازه محسوسی به این نیاز دارد که انفجارهای به سمت خارج همزمان باشند؛ به این معنی که علامت از یک ناحیه باید فاصله تا نواحی دیگر را در طول دوره تناوب تغییر طی کند. علاوه بر این، اگر یک جسم با شعاعی بزرگتر از  $ct$  تغییر کند، زمان حرکت نور، تغییرات زمان را جبران خواهد کرد. اگر  $ct$  تغییر کند، زمان حرکت نور، تغییرات زمان را جبران خواهد کرد. اگر  $ct$  یک ماه نوری ولی قطر جسم یک سال نوری باشد، تابش از دورترین نقطه یک سال نسبت به نزدیکترین نقطه به ناظر به تاخیر می‌افتد که سبب پوشاندن تغییرات ماهانه می‌شود.

حقیقتی که تغییرات مشاهده شده در اختروشها در مقیاس‌های زمانی کمتر از ۱ ماه (حتی روزها) اتفاق می‌افتند، پیشنهاد می‌کنند که شعاع جسم باید در حدود ۱ روز نوری یا  $10^{13}$  متر باشد. لازم نیست تمام اختروش در تغییر شرکت کند، اما، حقیقتی که تغییرات با سازه ۲ و حتی بیشتر مشاهده شده‌اند، به این معنی است که یک قسمت عمده از کل تابش جسم در این تغییر شرکت می‌کند؛ بنابراین، ناحیه‌ای که از آن این تابش ناشی می‌شود با این محدودیت در اندازه محدود می‌شود.

## ۲۴-۵ مسائل مربوط به اختروشها

مشخصه اصلی اختروشها، قرمزگرایی بسیار بزرگ آنها است. طبیعی‌ترین توضیح این قرمزگرایی‌ها یک توصیف کیهان شناختی است: اختروشها در انبساط جهان شرکت دارند. اگر چنین باشد، قرمزگرایی‌های بزرگ آنها حاکی از آن است که آنها بسیار دور از ما هستند و باید مقادیر زیادی انرژی مصرف کنند. برای مثال، اگر به علت انبساط جهان قرمزگرایی  $273^{\circ}\text{C}$  برابر  $0.16c$  باشد، به یک فاصله  $48.0h^{-1}\text{Mpc}$  دست می‌یابیم. در این فاصله، برای ظاهر شدن در قدر ظاهری ۱۳،  $273^{\circ}\text{C}$  باید تقریباً  $10^{40}$  وات یا در حدود ۴۰ برابر درخشان‌ترین کهکشانها نشر کند. یک اختروش نمونه در حدود ۱۰۰۰ برابر یک کهکشان مارپیچی معمولی توان تولید می‌کند، بیشتر آن را در فروسرخ گسیل می‌دارد.

نه تنها اختروشها با آهنگ بسیار زیادی انرژی گسیل می‌کنند، بلکه آن انرژی از ناحیه نسبتاً کوچکی از فضا در مرکز اختروش ناشی می‌شود - از ساعات نوری یا روزهای نوری تا قطری کمتر از چند سال نوری. دو دلیل به حجم کوچک انرژی گسیل شده اشاره دارند. اول، تغییر نور خروجی در طول روزها تا سالها. اندازه ناحیه‌ای که انرژی گسیل می‌دارد نمی‌تواند بیشتر از زمان

حرکت نور در عرض آن باشد و بنابراین، این نواحی نمی‌توانند بزرگتر از چند سال نوری باشند. دوم، مشاهدات VLBI در ساختارهای رادیویی چند اختروش نشان داده‌اند که قطر آنها بیشتر از چند ده سال نوری نیست (برای یک فرم‌گرایی کیهان شناختی)

بنابراین، این مساله موضوع انرژی اختروشها را توضیح می‌دهد: چگونه ۱۰۰ برابر انرژی یک کهکشان در ناحیه‌ای که فقط چند سال نوری عرض دارد، تولید می‌شود!

### (الف) منابع انرژی

تقریباً تمام طیف پیوسته اختروشی از نشر همزمان ناشی می‌شود: الکترون‌ها با تندی بالا در یک میدان مغناطیسی می‌چرخند. همان طوری که این الکترون‌ها تابش الکترومغناطیسی نشر می‌کنند، انرژی از دست داده و کند می‌شوند. بنابراین، تابش را با انرژی کمتر و کمتر گسیل می‌دارند. این کاهش سرعت الکترون‌های سریع حاکی از آن است که تهیه الکترون‌هایی با انرژی بالا بایستی حداقل در حدود هر سال یا مانند آن دوباره انجام شود. منبع مرکزی انرژی یک اختروش باید سالانه ابرهایی با الکترون‌های انرژی بالا که مشتمل بر حداقل  $10^{43}$  ژول هستند، به بیرون پرتاب کنند. بقیه اختروش مانند یک ماشین تبدیل‌کننده عمل می‌کند، یعنی انرژی الکترون‌ها را دریافت و به اشکال دیگر تبدیل می‌کند. چه منبع انرژی‌ای در قلب یک اختروش نهفته است؟

پیشرفته‌ترین الگوی اختروش تا به امروز، سیاه چاله‌های بسیار سنگین را در بردارد، اجرامی با جرم حدود  $10^7$  تا  $10^9$  برابر جرم خورشیدی. این الگو از منابع پرتوهای  $\gamma$  و تابشی ناشی می‌شود (فصل ۱۷) که در آن مواد حاصل از یک ستاره معمولی به صورت قرصی برافزایشی اطراف یک سیاه چاله قبل از این که به داخل آن سقوط کنند، شکل می‌گیرند. در الگوی اختروش، به یک سیاه چاله بسیار سنگین در یک هسته کهکشانی متراکم توسط شکست جزر و مدی ستارگان عبوری سوخت داده می‌شود. مواد ستاره‌ای، یک قرص برافزایشی را تشکیل می‌دهند و همان طوری که به طور ماریپیچ به طرف داخل سیاه چاله پیش می‌روند تابش کرده و به اختروش انرژی می‌دهند. بیرون رانندهای گاز یونیده ممکن است عمود بر جهت محور چرخش قرص صورت گیرند؛ اینها ممکن است به صورت جت‌هایی از هسته قابل رویت باشند [بخش ۲۴-۳ (ج)].

محاسبات الگویی نشان می‌دهند که تابندگیهای  $10^{12}$  برابر تابندگی خورشید، در حدود اختروشهای درخشان، با فروریزش مواد به مقدار یک واحد جرم خورشیدی یا کمتر در عرض یکسال ممکن می‌باشد. یک جنبه از این الگو که عملی است آن است که سیاه چاله بسیار سنگین

به آسانی می‌تواند تابندگی هم سطح یک اختروش در ناحیه‌ای از فضا را که فقط چند سال نوری قطر دارد تولید کند (شعاع شوارزشیلد<sup>۱</sup> از یک سیاه چاله به جرم  $10^6 M_{\odot}$  فقط  $3 \times 10^4 \text{ km}$  یا حدود ۲۸۰ AU است)، و آن تبدیل انرژی را (از گرانشی به تابشی) با کارایی بالا انجام می‌دهد.

## کاربرد مفهومی

### تغذیه کردن سیاه چاله‌ها

چگونه سقوط ماده بر روی یک سیاه چاله می‌تواند انرژی لازم برای قدرت دادن به فعالیت AGN را آزاد کند؟ آیا یک سیاه چاله هر آنچه را که نزدیکش است، جذب می‌کند؟ یک سیاه چاله چگونه مواد را پرتاب می‌کند؟ پاسخ به سوال دوم منفی است. سقوط به داخل سیاه چاله فقط برای موادی که بسیار نزدیک به شعاع شوارزشیلد هستند (به خاطر بسپارید که اگر خورشید به طور ناگهانی یک سیاه چاله شود، زمین هنوز در یک مدار عادی باقی خواهد ماند) اجتناب‌ناپذیر می‌باشد. از معادله (۱۷-۷) دیده می‌شود که شعاع شوارزشیلد برای یک سیاه چاله به جرم  $10^9 M_{\odot}$  برابر  $3 \times 10^9 \text{ km}$  یعنی حدود ابعاد اورانوس می‌شود. گاز در BLR ممکن است تا فواصل ۱۰ تا ۱۰۰ برابر دورتر از این شعاع گسترده باشد. همان طور که گاز در قسمت‌های داخلی قرصی برافزایشی به طرف سیاه چاله به صورت مارپیچی پیش می‌رود، انرژی آزاد می‌کند. می‌توانیم مقدار انرژی را توسط محاسبه انرژی پتانسیل آزاد شده جرم  $m$  که از بینهایت به شعاع شوارزشیلد آورده شود، محاسبه نمود

$$PE = -G \frac{Mm}{R}$$

برای سقوط مواد  $1 M_{\odot}$  بر روی سیاه چاله  $10^9 M_{\odot}$ ، انرژی آزاد شده برابر  $8 \times 10^{46} \text{ J}$  خواهد شد. اگر تمام آن به نور تبدیل شود، تابندگی  $1 M_{\odot}/\text{year}$  برابر می‌شود با  $6 \times 10^{12} L_{\odot} = 2/5 \times 10^{39} \text{ W} \approx -L$  برای قدرت دادن به یک AGN کافی است. بخشی از انرژی به انرژی جنبشی توده شارهای گاز توسط جذب مستقیم تابش بوسیله گاز یا فرآیندهای گوناگون مغناطیسی یا هیدرودینامیکی تبدیل می‌گردد. نتیجه خالص آن است که ماده از سطح اطراف سیاه چاله به بیرون شارش می‌کند. می‌بینیم که فروریزش تقریبی  $1 M_{\odot}$  از مواد در هر سال بر روی یک سیاه چاله ابر جرم می‌تواند برای رفتار AGNها محسوب شود.

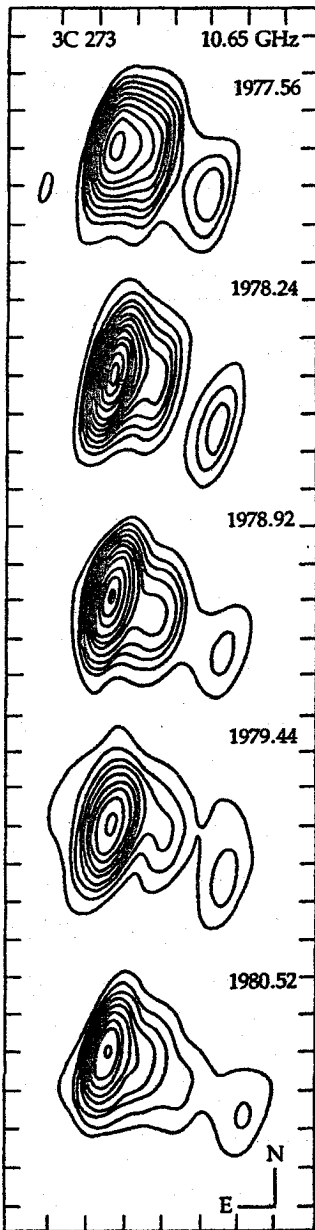
## (ب) حرکات ابر تابان

مشاهدات رادیویی VLBI مشکل جدیدی در مورد چند اختروش نیز ارائه داده‌اند. قسمتی از این اجرام به نظر می‌رسند که با تندی‌ای بیشتر از  $c$  حرکت می‌کنند! این حرکت ظاهری سریعتر از نور، حرکات ابر تابان نامیده می‌شود.

یک مثال خوب  $273 \text{ C}$  است. به یاد داشته باشید که این شئی دارای یک جت نوری به طول حدود  $100$  پارسک است. نشر رادیویی آن اساساً از پیکره اختروش ( $273\text{B } 3\text{C}$  نامیده می‌شود) و از نزدیک انتهای جت ( $273\text{A } 3\text{C}$  نامیده می‌شود) ناشی می‌شود. بنابراین،  $273 \text{ C}$  دارای یک هسته با یک جت رادیویی می‌باشد که از آن بیرون آمده است. یک رشته مشاهدات رادیویی از سال  $1977$  تا  $1980$  م. نشان داد که یک گره در منبع به طور پایدار از قله مرکزی به خارج حرکت کرده است [شکل (۲۴-۱۷)]. جدایی کلی در خلال  $3$  سال به مقدار  $2$  میلی ثانیه قوسی افزایش یافته است. به نظر می‌رسد که انبساط با آهنگ ثابتی در طول این مدت رخ داده باشد. حال، اگر  $273 \text{ C}$  در فاصله‌ای که توسط قورمزگرایی آن داده شده است، واقع باشد، آهنگ جدایی زاویه‌ای مشاهده شده مربوط به سرعت عرضی تقریباً  $6$  برابر تندی نور است!

منابعی که حرکات ابر تابان را نشان می‌دهند، همگی دارای یک شکل مشترک هستند: یک ساختار رادیویی مشتمل بر یک منبع مرکزی قوی با جت ضعیفتری در خارج و در یک طرف آن. بنابراین، آنها به کهکشانهای رادیویی با جت‌های منفرد شبیه هستند، مانند  $A$  قنطوروس. تصور می‌شود که این جت‌ها الکترون‌هایی از یک منبع درون هسته‌ای باشند که با تندی‌ای نزدیک به تندی نور به طرف خارج جریان دارند؛ آنها ممکن است جت‌های نسبیتی باشند. همان فرآیند ممکن است در منابع ابر تابان رخ دهد. در  $273 \text{ C}$ ، جت تقریباً به طور مستقیم به طرف ما می‌باشد که از امتداد کاملاً مستقیم فقط  $10^\circ$  انحراف دارد. گره در حال حرکت یک لکه از مواد است که در طول جت به خارج جریان دارد. بهر حال، گره سریعتر از تندی نور حرکت نمی‌کند، فقط به نظر می‌رسد که چنین باشد. تندی ابر تابان ظاهری یک خطای باصره است که توسط جهت‌یابی تقریباً سر به سر از جت نسبیتی و تندی محدود نور ایجاد شده است.

برای درک این اثر، یک جت را در نظر بگیرید که لکه‌هایی از مواد منتشر کرده و با تندی نزدیک به  $c$  حرکت می‌کند. فرض کنید که جت در زاویه کوچکی مثلاً  $8^\circ$  نسبت به خط دید ما باز می‌شود [شکل (۲۴-۱۸)]. لکه‌ای را در نظر بگیرید که توسط هسته پرتاب شود (نقطه  $N$ ) و در مدت  $101$  سال به نقطه  $A$  برسد. فرض کنید که نور هنگامی از لکه گسیل می‌شود که در نقطه  $N$



است و بعد از ۱۰۰ سال به نقطه B می‌رسد. اختلاف بین A و B، ۱۴ سال نوری است (برای یک زاویه  $8^\circ$ )، اما نور در B یکسال جلوتر از نوری است که توسط لکه گسیل شده و به A رسیده است. (برای نور، ۱۰۰ سال طول کشیده است تا از N به B و ۱۰۱ سال از N به A برسد.) نوری که در B وجود داشته سالها بعد به ما می‌رسد؛ اما نور نشر یافته از A، فقط یکسال دیرتر به ما می‌رسد. به نظر می‌رسد که منبع از B تا A فقط در یکسال طی کرده است - ۱۴ سال نوری. دیده می‌شود که این منبع دارای یک تندی عرضی ۱۴c می‌باشد، تاکنون یک چنین حرکت فیزیکی اتفاق نیفتاده است. سرعت ابر تابان فقط یک حرکت ظاهری است و هر چه زاویه جت نسبت به خط دید ما کوچکتر باشد، حرکت ابر تابان بیشتر ظاهر می‌شود.

شکل ۲۴-۱۷. حرکات در ۲۷۳ ۳C. نقشه‌های رادیویی با تفکیک بالا در ۱۰/۶۵GHz یک لکه از ماده که از هسته به خارج حرکت می‌کند را نشان می‌دهد. (تی. جی. پیرسون<sup>۱</sup>، اس. سی. آنوین<sup>۲</sup>، ام. اچ. کوهن<sup>۳</sup>، آر. پی. لینفیلد<sup>۴</sup>، آ. سی. اس. ریسه‌د<sup>۵</sup>، جی. ای. سیل استند<sup>۶</sup>، آر. اس. سایمون<sup>۷</sup>، آر. سی. واکر<sup>۸</sup>، رصدخانه رادیویی دره آونز<sup>۹</sup> و رصدخانه نجومی رادیویی ملی).

1- T. J. Pearson

3- M.H. Cohen

5- A.C. S. Readhead

7- R. S. Simon

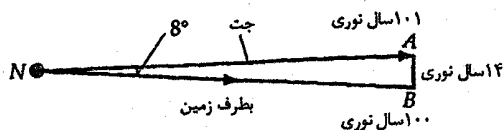
9- Owens Valley Radio Observatory

2- S.C. Unwin

4- R. P. Linfield

6- G.A. Seielstad

8- R.C. Walker



شکل ۲۴-۱۸. هندسه حرکات ابر تابان

نکته اصلی این است که حرکت خطی نسبیتی توده‌ای که متمایل به خط دید است، توضیح ساده‌ای را برای چگالی شار سریع انفجارهای خارجی، حرکات ابر تابان و قدرت نشر در جت‌ها ارائه می‌دهد. به طور فیزیکی، این الگو به این نیاز دارد که تندپها در پرتو به تندی نور بسیار نزدیک باشند ( $0.99c$  یا بیشتر) و سازه لورنتز  $\gamma$  به صورت زیر تعریف می‌شود

$$\gamma = (1 - \beta^2)^{-1/2}$$

که  $\beta = v/c$  از مرتبه یک است. برای  $\beta = 1$  و زاویه‌های کوچک  $\theta$  نسبت به خط دید، سرعت عرضی ظاهری برابر است با

$$v = \gamma c / \sin \theta$$

بنابراین، برای  $\theta = 8^\circ$ ، مانند مثال بالا، سرعت عرضی ظاهری با سازه  $\gamma$  افزایش می‌یابد. همچنین، اثرات نسبیتی، شار را در یک باریکه رو به جلو متمرکز می‌کنند - یک اثر که به عنوان باریک کردن نسبیتی شناخته شده - که شار مشاهده شده را بالا می‌برد. برای یک باریکه که با  $\gamma > 1$  در راس قرار دارد، شار به نسبت  $\gamma^3$  افزایش می‌یابد، بنابراین اگر  $\gamma = 10$  باشد، شار تا  $10^3$  بار نسبت به علامت باریک نشده زیاد می‌شود.

### (ج) اختروشهای دوگانه و عدسی‌های گرانشی

خطای باصره دیگری که به اختروشها بستگی دارد از خمیدگی نور در میدان‌های گرانشی قوی ناشی می‌شود - اثر پیشگویی شده توسط نسبیت عام و تأیید شده در منظومه شمسی به علت خمیدگی پرتوهای نور ستاره‌ای عبوری نزدیک به خورشید. اجرام بزرگ می‌توانند به طور غیر کاملی نور را تصویر کنند. به تازگی، مشاهدات اختروشها، این اثر عدسی گرانشی را در مقیاس کیهانشناختی تأیید کرده‌اند.

اختروشها به ندرت نزدیک یکدیگر هستند. دو اختروش که  $561A + 095V$  و  $561B + 95V$  نامیده می‌شوند فقط ۶ ثانیه قوسی از هم دور هستند. حتی جالبتر این که، طیف آنها تقریباً یکسان و یک جور هستند (در موقعیتها و شدتهای خطوط طیفی) و قرمزگرایی‌های

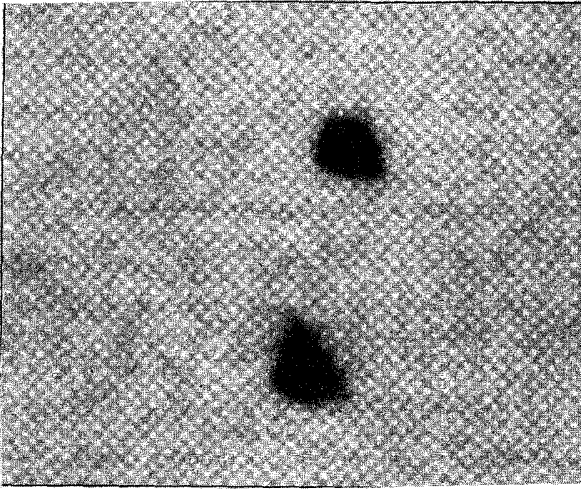
آنها یکسان است:  $z = 1/41$ . ثابت می شود که این اختروشها دو قلو نیستند بلکه تصاویر نوری یک اختروش می باشند که توسط یک کهکشان میانی تهیه شده است. عکسهایی که در یک شب با دید استثنائاً خوبی تهیه شوند، نشان می دهند که اختروش B دارای مقدار "کمی کرک" می باشد که از آن بیرون زده است [شکل (۲۴-۱۹ الف)]. این کرک بیرون آمده تا تصویر تفکیک شده ضعیف از یک کهکشان کم نور باشد - عدسی گرانشی! از آن جایی که کهکشان یک جرم گسترده است، با وجود این، مثل یک عدسی ناقص عمل کرده و یک الگوی پیچیده ای با بیش از ۳ تصویر ایجاد می کند. با یک مکان پیچ خورده، ما دو نمونه از سه تصویر را می بینیم که توسط یک عدسی گرانشی تشکیل شده اند: یک کهکشان بیضوی میانی (شاید CD)، با جرمی معادل تقریباً  $10^{12} M_{\odot}$  بین ما و اختروش [شکل (۲۴-۱۹ ب)].

این کشف دارای سه نکته مهم است: (۱) دلیل دیگری برای نسبییت عام فراهم می آورد؛ (۲) در این حالت ثابت می کند که اختروش دورتر از کهکشان است و بنابراین قرمزگرایی اختروش از نوع کیهانشناختی است؛ (۳) گاز سرد اطراف کهکشان خطوط طیفی جذبی اختروش را ایجاد می کند؛ این حالت ممکن است همچنین به خوبی حالتی از سایر اختروشها باشد.

### (د) الگوی وحدت برای AGN ها

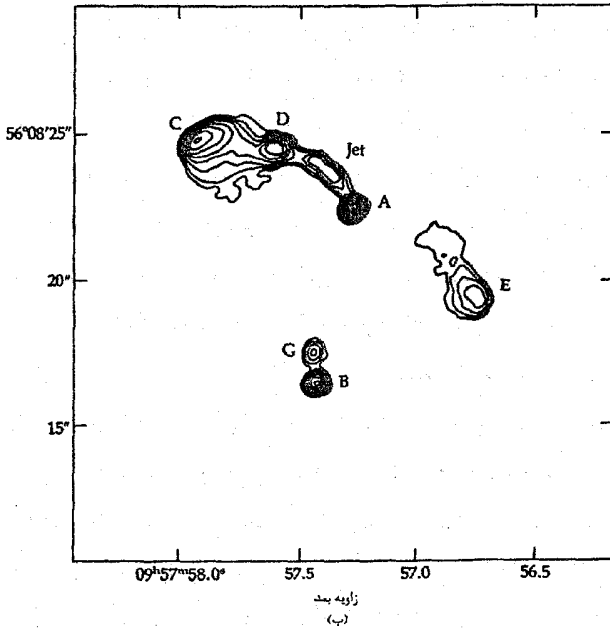
تاکنون مشاهدات کهکشانهای سیفرت، اجرام  $BL$  سوسمار، کهکشانهای رادیویی، و اختروشها را بررسی کرده ایم. در نور اپتیکی، بنظر می رسد اختروشها تابندگی بالاتری داشته باشند، در مقایسه با کهکشانهای سیفرت بسیار دورتر هستند، و بنظر می رسد تنها اجرام  $BL$  سوسمار اشکال خط نثری اختروشها را محو می کنند. در طول موجهای بزرگتر، کهکشانهای رادیویی و اختروشهای بلند رادیویی بسیار شبیه می باشند، همان طور که اختروشهای آرام رادیویی و کهکشانهای سیفرت هستند. یک باور در حال رشد این است که فیزیک زمینه در تمام این ردهها یکسان می باشد. این موضوع منجر به الگوی وحدت  $AGN$  فعال می شود، که عنصر پایه آن سقوط گاز از یک قرص برافزایشی بر روی یک سیاه چاله ابر وزین می باشد. مقادیر زیادی از انرژی پتانسیل گرانشی می تواند مستقیماً به فوتونها تبدیل شود و به طور غیرمستقیم به جریان حرکات گاز خروجی تبدیل گردد. تابش پیوستار همزمان در نزدیک قرص برافزایشی تولید می شود و عموماً ممکن است از طول موجهای رادیویی بلند تا طول موجهای پرتو  $X$  بسیار کوتاه گسترش یابد. خطوط نثری نوری، هر دو نوع پهن و باریک، همان طور که الکترونها با گاز یونیده شده توسط منبع پیوستار مرکزی باز ترکیب می شوند، شکل می گیرند. در امتداد محور قرص برافزایشی، پرتوهای تمرکز یافته جت ها را شکل می دهند.





(الف)

شکل ۲۴-۱۹. اختروش دوگانه. (الف) عکس نوری منفی در یک شب با دید عالی؛ به کرک که به تصویر پایین تر به آن چسبیده توجه کنید. (ای). استاکتن<sup>۱</sup> (ب) نقشه رادیویی در ۶cm توسط VLA انجام شده است. اختروش دوگانه (B,A) دیده می شود؛ توجه داشته باشید که A دارای یک جت است که به طرف دو لکه جریان دارد (C,D). G دارای خواصی شبیه به خواص یک کهکشان بیضوی فعال است. (دی. ایچ. رابرتز<sup>۲</sup>، پی. ای. گرین فیلد<sup>۳</sup>، جی. ان. هویت<sup>۴</sup>، بی. اف. برک<sup>۵</sup> و آ. ک. دوپری<sup>۶</sup>، رصدخانه نجومی رادیویی ملی).



- 1- A. Stockton
- 3- P.E. Greenfield
- 5- B. F. Burke

- 2- D.H. Roberts
- 4- J.N. Hewitt
- 6- A. K. Dupree

چه چیزی سبب می شود AGN از روی زمین به عنوان یک جرم با نوع خاص مشاهده شود؟ بنظر می رسد پاسخ در ابتدا بستگی دارد به (۱) جهت محور قرص برافزایشی به طرف خط دید ما و (۲) مقدار گرد و غبار و گاز در نزدیک هسته. اگر هسته فعال را در امتداد محور به بینیم، بسیار محتمل است که کهکشان را به عنوان یک جرم BL سوسمار مشاهده کنیم، که در اینصورت تابش پیوستار جهت دار شده تابش خطی را می پوشاند. اگر هسته را در امتداد صفحه قرص برافزایشی به بینیم، آنگاه ابرهای گرد و غباری واقع در صفحه ممکن است BLR را محو نمایند بنابراین فقط NLR را خواهیم دید. از زوایای مورب، ممکن است هر دوی BLR و هم چنین NLR را مشاهده کنیم. مقدار گرد و غبار و گاز نزدیک جرم AGN به طور نزدیکی با نوع ریخت کهکشان مهمان دار در ارتباط می باشند. بیضوی ها دارای ابرهای گرد و غبار و گازی کمتری هستند؛ بنابراین جت های جهت دار شده برای محبوس شدن نسبت به اینکه اگر آنها در هسته یک کهکشان مارپیچی تولید شده باشند، کم شانس تر خواهند بود. به علت اینکه اکثر کهکشانهای رادیویی با قدرت واقع در کهکشانهای بیضوی و مارپیچی ها تمایل به تولید منابع رادیویی نسبتاً ضعیف دارند، لذا آثار ریخت شناسی بر گاز کاملاً موافق بنظر می رسند.

یکی از قوی ترین خطوط گواه بر الگوهای وحدت از مشاهدات کهکشانهای سیفرت ۱/۵ و ۲ نتیجه می شود. تنی چند مشاهده شده اند که بین دو نوع تغییر می کنند، احتمالاً از حرکات ابر گرد و غباری نزدیک هسته، و سیفرت های ۲۵ که اغلب اشاره ای بر خطوط پهن در نور قطبیده شان (یعنی، انعکاس توسط گرد و غبار) دارند. مشاهدات جدید از یک جرم بسیار عجیب، ۲۲۰ Arp، به درک بیشتر ما از وحدت افزوده است. این جرم، هم چنین به عنوان IC ۴۵۵۳ شناخته می شود، احتمالاً تابناکترین کهکشان مشاهده شده تاکنون می باشد. آن شواهدی برای نشر بسیار تابان فرورسرخ (۹۸٪ تمام انرژی تابش شده و به طور کل قابل مقایسه با تابندگی اختروشها) از کل کهکشان (احتمالاً یک پدیده انفجار ستاره ای) و تابش نوری، فرورسرخ، و رادیویی از ناحیه کوچکی که AGN مرکزی را احاطه کرده است، ارائه می دهد. در حقیقت، تصویر فرورسرخ و رادیویی نشان می دهد که دو هسته وجود دارد، هر دوی آنها AGN هستند. با افزودن این فعالیت به همه، ۲۲۰ Arp نیز برای رده جدیدی از اجرام یک شبه نوع شده است، که مگامیزرها<sup>۱</sup> نامیده می شوند (زیرا نشر میسر OH آن حداقل ۱۰۰۰ برابر تابندگی میزرها مولکولی کهکشانی می باشد). دیگر کهکشانهای فرورسرخ ابر تابان شناخته شده اند، و این رده ممکن است "اختروش نوع ۲" باشد و در قیاس با سیفرت نوع ۲S که آنها در کهکشانهای مارپیچی

گرد و غباری هستند، رادیویی آرام می‌باشند، و هیچ خط پهن نشری نشان نمی‌دهند.

به طور فزاینده‌ای از ارتباط دیگری در میان AGN ها که به خوبی توسط هسته دوگانه Arp ۲۲۰ نمایش داده می‌شود، آگاه هستیم. هنگامی که اطراف AGN ها را مطالعه می‌کنیم، یک فرود بزرگ غیرعادی از همدم‌های نزدیک را می‌بینیم - یک همدم قطعه‌قطعه شده در حالت Arp ۲۲۰. شاید AGN ها به عمل اغتشاش برخوردکننده‌های گرانشی نزدیک برای راه انداختن پدیده نیاز داشته باشند. اطلاعات اضافی مربوط به همدم‌های کهکشانی از مطالعات تلسکوپ فضایی هابل کهکشانهای مهمان‌دار اختروشها نتیجه می‌شود. هنگامی که برای اولین بار کشف شدند، به نظر رسید که اختروشها تصویرهای تفکیک نشده‌ای شبیه آنهایی که مربوط به ستارگان‌اند، دارا می‌باشند. تا زمان حاضر، مشاهدات زمینی بیش از ۲۰۰ اختروش نشان داده‌اند که آنها در داخل کهکشانهای مهمان‌دار قرار دارند، و هیچ دلیل آماری متقاعدکننده‌ای وجود ندارد که جمعیتی از اختروشها در داخل کهکشانهای واقع نیستند. این مشاهدات به علت ابعاد زاویه‌ای کوچک کهکشانهای ناشی از فواصل دورشان و به علت اختلاف گسترده در شدت نور بین هسته‌های تابان و گاز و ستارگان کم نور اطراف کاملاً دشوار هستند. مشاهدات جدید HST از یک نمونه کوچک از اختروشها نشان می‌دهد که کهکشانهای مهمان‌دار تمایل دارند تا بیضوی شوند، و آنها گواهِ اتفاقی قوی برای اندرکنش می‌باشند زیرا هر تصویر حداقل یک کهکشان دیگر کاملاً نزدیک به اختروش را نشان می‌دهد.

## مفاهیم و معادلات کلیدی

تنوع کهکشانهای فعالیت غیر عادی را در هسته‌هایشان خصوصیات مشاهده‌ای AGN ها مشتمل اند بر

نشان می‌دهد. این AGN ها مشتمل اند بر

تابندگی‌های بالا از حجم‌های کوچک سرچشمه می‌گیرند

کهکشانهای سیفرت

تغییرات سریع

LINERS

تابش نشر خطی پهن و باریک

کهکشانهای رادیویی

تابش غیر حرارتی

اجرام BL سوسمار

نشر رادیویی

مگامیزرهای مولکولی

جت‌ها

اختروشها

هم دم‌های نزدیک

الگوی وحدت AGN ها فرض می‌کند که یک سیاه چاله ابر و زین با سقوط گاز از یک قرص برافزایشی تغذیه می‌شود. نوع خاص AGN را که از روی زمین مشاهده می‌کنیم به طور وسیعی توسط نوع کهکشانشان مهمان‌دار و تمایل خط دید نسبت به محور تقارن سیاه چاله / قرص برافزایشی تعیین می‌شود.

سیستم‌های خط جذبی لیمن آلفا دیده شده در طیف‌های اختروشها به ما کمک می‌کنند تا کهکشانشانها و گاز را در حجم‌های میانی جهان مطالعه کنیم.

حرکات ابر تابان ظاهری در نواحی گسیل‌کننده رادیویی از AGN ها می‌توانند توسط جهت‌دار شدن نسبیتی توضیح داده شوند.

در بعضی از اختروشها دیده شده است، هنگامی که کهکشانهای میانی تقریباً در امتداد خط دید واقع می‌شوند، دارای تصاویر چندگانه خواهند بود.

## مسائل

۱. نظریه نسبیت خاص بیان می‌دارد که هیچ جرم مادی نمی‌تواند سریعتر از تندی نور حرکت کند. بر طبق فرمول کلاسیکی دوپلر بیان می‌کند وقتی قرمزگرایی  $z$  بزرگتر از واحد باشد، خواهیم داشت  $v > c$  (که غیر ممکن است).

(الف) با مراجعه به فصل ۸، ارتباط نسبیتی دقیق  $v$  و  $z$  را بیابید و نتایج خود را به شکل  $V = f(z)$  بیان کنید.

(ب) جدولی با سه ستون بسازید: ستون اول برای  $z$  که ۵ مقدار نمونه برای  $z$  از ۰ تا ۳/۰ را وارد خواهید کرد؛ دومین ستون برای  $(v/c)_{\text{cla}}$ ، که نتیجه غیر نسبیتی کلاسیکی را برای ۵ مقدار  $z$  حساب می‌کنید و ستون آخر برای  $(v/c)_{\text{rel}}$  که از فرمول قسمت (الف) استفاده خواهید کرد.

۲. فرض کنید که کهکشانشان نوری همراه با منبع رادیویی A قنطوروس، به اندازه کهکشانشان خودی است. یک نمودار مقیاسی از نواحی نشر نوری و رادیویی A قنطوروس رسم کنید و به وضوح، ابعاد و موقعیتهای نسبی مولفه‌های متفاوت را مشخص نمایید.

۳. کهکشانشان رادیویی A دجاچه دارای یک چگالی شار رادیویی مشاهده شده

$10^{23} \text{ W/m}^2 \times 10^{18} / 2$  با بسامد  $10^3$  میلیون هرتز است. (توجه داشته باشید که واحد پهنای نوار  $\Delta\nu$ ، ۱ هرتز است). فرم‌گرایی مشاهده شده از کهکشان  $z = 0.170 = \Delta\lambda/\lambda_0$  است.

(الف) اگر تابش دریافتی در  $10^3$  میلیون هرتز باشد، در چه بسامدی (سکون) توسط  $A$  دجاجه نشر شده است؟

(ب) فاصله تا  $A$  دجاجه چقدر است؟ (از ثابت هابل  $H_0 = 50 \text{ km/s.Mpc}$  استفاده کنید).

(ج) تابندگی رادیویی ( $\text{W/Hz}$ ) این منبع رادیویی در  $10^3$  میلیون هرتز چقدر است؟

(د) برای یافتن کل تابندگی رادیویی  $A$  دجاجه، باید نتیجه قسمت (ج) را در پهنای نوار  $\Delta\nu$  آشکار سازمان ضرب کنیم. فرض کنید  $10^4 \text{ Hz} = \Delta\nu$  باشد، انرژی کلی را که در هر ثانیه در بسامدهای رادیویی تابش می‌شود، حساب کنید.

(ه) کمینه جرم هیدروژن (برحسب جرم خورشیدی) که باید در طول هر ثانیه به هلیوم تبدیل شود تا این تابندگی را تولید کند، چقدر است؟

(و) اگر  $A$  دجاجه با این آهنگ، برای  $10^8$  سال به تابش ادامه دهد، باید چند برابر خورشید هیدروژن به هلیوم تبدیل شود؟ این نتیجه را برحسب جرم کهکشان خودی (تقریباً  $10^{12} M_{\odot}$ ) بیان کنید.

۴.  $3C 9$  یک شئی شبه ستاره‌ای است که دارای فرم‌گرایی  $2/0$  و قدر ظاهری مرئی  $18/2$  می‌باشد. با استفاده از توضیحات کیهانشناختی فرم‌گرایی به سوالات زیر پاسخ دهید.

(الف) تندی دور شدن چقدر است؟

(ب) فاصله تا  $3C 9$  چقدر است؟

(ج) تابندگی ذاتی نسبت به تابندگی کهکشان خودی چقدر است؟

(د) اگر  $3C 9$  تغییرات تابندگی در مقیاس زمانی ۲ ماه ارائه دهد، بیشینه اندازه ناحیه نثری چقدر است؟

۵. (الف) اختروش  $3C 273$  دارای فرم‌گرایی  $0/16$  است. فاصله آن چقدر است؟

(ب) قدر  $V$  مربوط به  $3C 273$ ،  $12/8$  است. چگالی شار آن در نوار  $V$  چقدر است؟ تابندگی آن در نوار  $V$  چقدر است؟

(ج) کرک اطراف  $3C 273$  دارای قطر  $15$  است. اندازه طولی آن چقدر است؟

(د) قدر مطلق کرک  $25$  - است. تابندگی آن چقدر است؟

۶. اختروش  $PKS\ 1402 + 044$  دارای یک قرمزگرایی  $3/2$  است. فاصله آن چقدر است؟ توجه داشته باشید که  $z > 1$  است!
۷. مشاهدات جت رادیویی A قنطوروس بر این دلالت می‌کنند که شاخص طیفی آن در حدود  $0/5$  است. چگالی شار  $20\text{ cm}$  مربوط به قویترین لکه جت برابر  $2/3 Jy$  است (جانسکی<sup>۱</sup>)،  $(1 Jy = 10^{-26} \text{ W/m}^2 \cdot \text{Hz})$ . اگر این نشر همزمان باشد، چگالی شار در  $2/2 \mu\text{m}$  چقدر خواهد بود؟
۸. (الف) یک ستاره چقدر باید از نزدیک یک سیاه چاله با جرم  $10^6 M_{\odot}$  عبور کند تا به طور جزر و مدی شکسته شود؟  
(ب) چه آهنگ سالانه‌ای از فروریزش ماده لازم است تا به یک اختروش که حاوی یک سیاه چاله به جرم  $10^6 M_{\odot}$  در هسته می‌باشد، قدرت  $10^{39}$  وات را بدهد؟
۹. در A قنطوروس، جت رادیویی و درونی‌ترین لکه با فاصله ۴ دقیقه قوسی از هم جدا شده‌اند. (الف) جدائی فیزیکی آنها چقدر است؟  
(ب) چه مدت طول خواهد کشید تا الکترونهاى نسبیتی فاصله جت تا لکه را طی کنند؟
۱۰. اختروش  $1059 + 730$  دارای قرمزگرایی  $0/089$  است.  
(الف) اگر قرمزگرایی کیهان شناختی باشد، فاصله تا اختروش چقدر است؟ گستره عدم قطعیت در  $H_0$  چقدر است؟  
(ب) کرک اطراف اختروش دارای اندازه زاویه‌ای  $16'' \times 9''$  است. اندازه فیزیکی آن چقدر است؟ چگونه این اندازه با اندازه یک کهکشان مارپیچی نمونه مقایسه می‌شود؟  
(ج) ابر نواختر مشاهده شده در  $1059 + 730$  دارای یک قدر  $V$  ظاهری  $19/6$  است. این مقدار را برای تخمین فاصله تا اختروش به کار ببرید. این مقدار را با نتایج قسمت (الف) مقایسه کنید.
۱۱. بحثی که اغلب صورت می‌گیرد این است که ابعاد جرم با روشنائی متغیر نمی‌تواند از تندی نور ضریبدر مقیاس زمانی تغییرات تجاوز کند. این بحث را با در نظر گرفتن موارد زیر برای حالت بحرانی بررسی کنید.

(الف) دو هندسه غیر کروی

(ب) آثار نسبیت خاص (توجه کنید که فواصل زمانی مشاهده شده، متناسب با عکس بسامدهای مشاهده شده هستند).

۱۲. اختروش ۱۴۰ NRAO ( $z = 1/26$ ) دارای یک مولفه رادیویی فشرده است که با تندی زاویه‌ای  $0.15 \text{ mal.sec/year}$  حرکت می‌کند. سرعت ظاهری مولفه به صورت درصدی از  $c$  چقدر است؟ (جوایتان را در  $(1+z)$  ضرب کنید تا برای تاخیر زمان نسبیتی اصلاح شود. از ثابت هابل  $50 \text{ km/s.Mpc}$  استفاده کنید.)

۱۳. یک اختروش دارای خطی نشری می‌باشد که به صورت  $\text{Ly}\alpha$  هیدروژن ( $\lambda_0 = 121.6 \text{ nm}$ ) آشکار شده و در  $581.2 \text{ nm}$  مشاهده گردیده است. قرمزگرایی و فاصله تا اختروش را برای ثابت هابل  $50 \text{ km/s.Mpc}$  محاسبه کنید. با چه سرعتی اختروش از ما دور می‌شود؟

۱۴. در چه قرمزگرایی خط  $\text{Ly}\alpha$  به داخل احساسگر نوری که به فوتونهای با طول موج بزرگتر از  $370 \text{ nm}$  حساس است، آورده می‌شود؟

۱۵. برای شواهد اینکه سیفرت ۱، سیفرت ۲، LINERها، کهکشانهای رادیویی، اجرام BL سوسمار، و اختروشها بهم مربوط بوده و بایستی به یک تکه بزرگ که AGNs نامیده می‌شود تبدیل شود، بحث کنید.

۱۶. یک ابرگرد و غباری چه اندازه سریع باید حرکت کند تا یک کهکشان سیفرت BLR نمونه را در مقیاس زمانی یک سال پېوشاند؟ فرض کنید که ابر در مداری دایره‌ای در حول هسته کهکشان می‌باشد.

۱۷. برای احساس مشکلات مشاهده‌ای مربوط به سعی در آشکارسازی نشر ستاره‌ای کهکشانی در اطراف یک اختروش دور، قدر ظاهری (از تصحیح  $K$  صرف‌نظر کنید) و ابعاد زاویه‌ای که یک کهکشان بزرگ و تابان ( $M = -21$ ;  $R = 50 \text{ kpc}$ ) در قرمزگرایی زیر خواهد داشت را محاسبه کنید.

(الف)  $z = 0.1$

(ب)  $z = 1/0$

(راهنمایی: از  $H = 50 \text{ km/s.Mpc}$  استفاده کنید.)

۱۸. با استفاده از شکل (۲۴-۱۵)، قرمزگرایی اختروش ۲۷۳ C ۳ را تعیین کنید. چگونه اندازه‌گیری شما با مقدار قابل قبول  $z = 0.158$  مقایسه می‌شود؟

۱۹. کدامیک از خطوط نشری سیاهه‌بندی شده در جدول (۱-۲۴) در قسمت مرئی طیف الکترومغناطیسی (از ۳۹۰ تا ۷۲۰ nm) برای اختروشی با انتقال به قرمزهای زیر قابل مشاهده می‌باشد؟

$$z = 0.1 \text{ (الف)}$$

$$z = 1.0 \text{ (ب)}$$

$$z = 4.0 \text{ (ج)}$$

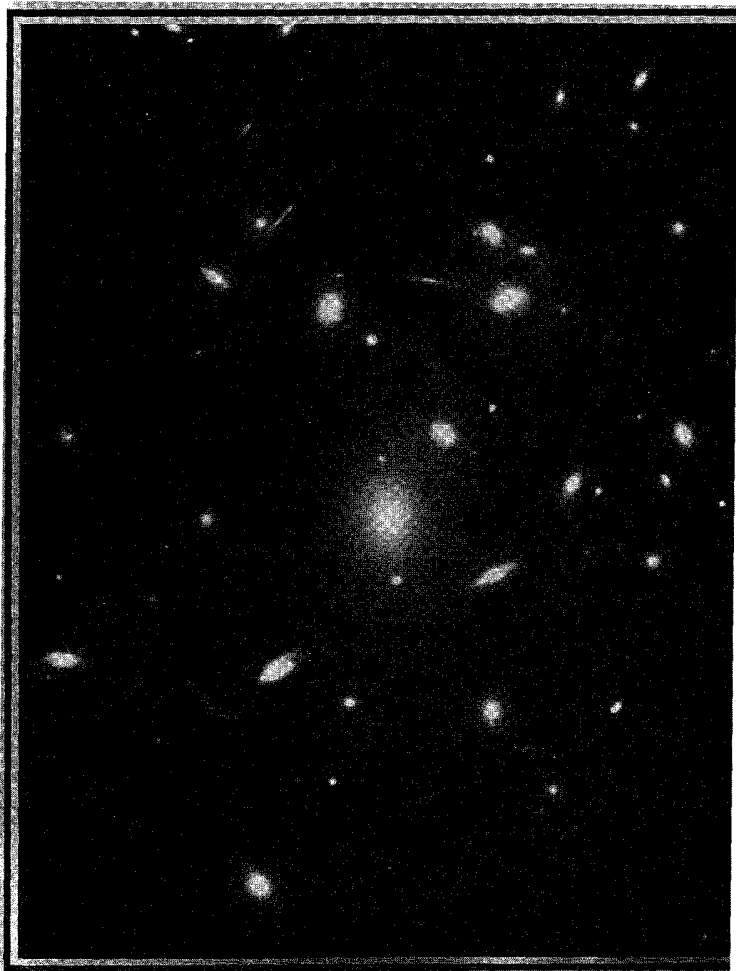
۲۰. (الف) شعاع شوارزشیلد یک سیاه چاله به جرم  $10^7 M_{\odot}$  را حساب کنید.

(ب) چگالی متوسط در داخل شعاع شوارزشیلد چقدر است؟



## فصل بیست و پنجم

### کیهان‌شناسی: انفجار بزرگ و ورای آن



در این فصل به دو نمونه از مهمترین مفهومی‌های جدید راجع به جهان که بعد از کشفیات عظیم هابل در دهه ۱۹۲۰ م. مطرح شدند، نگاه خواهیم کرد. یکی از آن دو، نظری است - توسعه الگوهای جهان بر پایه نسبیت عام. دومی مشاهده‌ای است - کشف تابش زمینه ریز موجی که نشان داد منشاء جهان جهنمی از گرما و آشوب غیرقابل تصور بوده است.

## ۲۵-۱ گام‌هایی به سوی نسبیت عام

کیهان‌شناسی به معنی علم کیهان یا جهان می‌باشد. یک کیهان‌شناس به جزئیاتی نظیر دنباله‌دارها، سیارات، ستارگان، و غیره خیلی اهمیت نمی‌دهد. حتی در مورد اجرام بزرگی نظیر کهکشانها در ابتدا فکر می‌شود که آنها علائمی هستند که دلالت بر این دارند ماده کجا واقع است، به ما اجازه می‌دهند حرکات، توزیع، و تعدادشان را پیدا کنیم. ابتدا برالگوهای نظری جهان تمرکز می‌کنیم. سپس، در انتهای فصل، در مورد اینکه چگونه این نظریات با مشاهدات پابرجا می‌مانند، بحث خواهیم کرد.

بر روی کیهان‌شناسی نسبیتی تاکید می‌کنیم - الگوهایی که به نظریه نسبیت انیشتن اعتماد می‌کنند. با ظهور نظریه‌های نسبیت خاص (۱۹۰۵ م.) و عام (۱۹۱۵ م.) انیشتن، کیهان‌شناسی نظری یک علم واقعی شد. در نسبیت خاص، انیشتن بین فضا و زمان در یک پیوستار چهار بعدی فضا - زمان وحدت ایجاد کرد و نظریه سینماتیکی صحیح را برای تمام اجرام با حرکت یکنواخت استنتاج نمود. نسبیت عام (*GR*) نظریه گرانش است که جای قوانین نیوتون را می‌گیرد. در هندسه آن، فضا - زمان انحناء دارد و مسیرهای اجرام توسط این انحناء تعیین می‌شوند؛ در عوض، انحناء توسط ماده و انرژی جهان تولید می‌شود. در مقابل نگاه نیوتونی، انیشتن گرانش را به عنوان یک نیرو ندید اما آن را به عنوان ظهور انحناء فضا - زمان دید. اگرچه نسبیت عام قطعاً یک پیشرفت است، محاسبات حرکات ذره توسط مکانیک نیوتونی به طور کل به خوبی کار می‌کند اما در میدانهای گرانشی بسیار قوی و در فواصل بسیار دور چنین نیست.

## الف) نسبیت خاص

یکی از بزرگترین پیشرفتهای نسبیت خاص را می‌توان توسط معادله زیر بیان کرد:

$$dl^2 = c^2 dt^2 - dx^2 - dy^2 - dz^2 \quad (1-25)$$

در طرف راست، مختصات دکارتی (قطبی، استوانه‌ای، الی آخر؛ ممکن است جایگزین شود) جزئی استاندارد را می‌بینیم، به علاوه مختصه زمانی جزئی را نیز می‌بینیم که نقشی برابر با مختصات فضائی بازی می‌کند. به شباهت این معادله با قضیه فیثاغورث<sup>۱</sup> توجه کنید. در اینجا،  $dl$  جدائی دو نقطه در فضای چهار بعدی می‌باشد. به این ساختمان چهار بعدی نام فضا - زمان داده‌ایم. نسبیت خاص فرض می‌کند که برای هر دو واقعه،  $dl^2$  از دید تمام ناظرهایی که در

چهارچوبهای لخت (حرکت بدون شتاب) حرکت می‌کنند، یکسان می‌باشد. توجه داشته باشید که تفاوت در علائم در طرف راست دلالت بر این دارد که مختصه زمان دقیقاً همان مختصات فضائی نیست. اگر از آن ریشه دوم بگیریم، مختصات زمان و فضا با سازه عدد موهومی  $i$  تفاوت خواهند داشت. با وجود این، با این نظریه، زمان مکان خود را به عنوان مولفه‌ای از جهان چهاربعدی ما برگزیده است یعنی به همان درجه اهمیت فضا.

نسبیت خاص به طور موفقیت‌آمیزی تجربه شده است. بهرحال، فایده آن برای کیهان‌شناسی محدود است زیرا فقط برای اجرام غیرشتابدار کاربرد دارد. بنابراین، نیرویی نظیر گرانش، که بر دینامیک جهان غلبه دارد، ذرات را شتابدار می‌کند و در ورای قلمرو نسبیت خاص خواهد بود. باین دلیل، به یک نظریه نسبیتی نیاز داریم که گرانش را دربر بگیرد، و این قلمرو نسبیت عام می‌باشد.

نسبیت خاص در فصل پ ۳ نیز بحث شده است.

### (ب) کیهانشناختی نیوتونی

قبل از این که معادلات حرکت را برای یک جهان نسبیتی توسعه دهیم، آنها را برای یک الگوی نیوتونی به دست می‌آوریم. این معادلات شباهت مستقیمی با معادلات نسبیتی دارند و از نظر فیزیکی درک ساده‌تری دارند. در این جا فرض کنید که جهان نامحدود و همگن از نظر تندی نور نامحدود باشد و در نتیجه یک زمان جهانی (زمان مطلق) برای تمام ناظرها به کار می‌رود.

نیوتون ثابت کرد که چنانچه توزیع ماده همگن باشد (که فرض می‌کنیم) تنها ماده داخل یک نقطه بر حرکت آن نقطه تاثیر می‌گذارد. ماده جهان را به صورت یک گاز بدون برهم کنش در نظر بگیرید (بنابراین فشار برابر صفر است)، آنگاه معادله حرکت یک ذره آزمایشی بدین صورت است

$$\frac{d^2R}{dt^2} = -GM(R)/R^2 \quad (2-25)$$

که در آن  $M(R)$  جرم محدود به  $R$  است:

$$\begin{aligned} M(R) &= 4\pi \int_0^R \rho(r)r^2 dr \\ &= \left(\frac{4}{3}\right)\pi\rho R^3 \end{aligned}$$

چون  $\rho(r) = \rho$  ثابت است. معادله (۲-۲۵) را در  $dR/dt$  ضرب می‌کنیم تا عبارت زیر به دست

$$\left(\frac{dR}{dt}\right)\left(\frac{d^2R}{dt^2}\right) = -\left[\frac{GM(R)}{R^2}\right]\left(\frac{dR}{dt}\right) \quad (3-24)$$

با انتگرال گیری از معادله فوق نسبت به  $t$  داریم:

$$\int^t \left(\frac{dR}{dt}\right)\left(\frac{d^2R}{dt^2}\right) + \int^t \left[\frac{GM(R)}{R^2}\right]\left(\frac{dR}{dt}\right) = 0$$

برای محاسبه این انتگرال، توجه کنید که

$$\begin{aligned} \frac{d}{dt} \left[ \left(\frac{dR}{dt}\right)^2 / 2 \right] &= 2 \left[ \left(\frac{dR}{dt}\right) / 2 \right] \left(\frac{d^2R}{dt^2}\right) \\ &= \left(\frac{dR}{dt}\right)\left(\frac{d^2R}{dt^2}\right) \end{aligned}$$

بنابراین، نتیجه می گیریم

$$\left(\frac{dR}{dt}\right)^2 / 2 - GM(R)/R = k = \text{ثابت}$$

ولی  $M(R) = (4/3)\pi\rho R^3$  و لذا

$$\left(\frac{dR}{dt}\right)^2 / 2 - \left(\frac{4}{3}\right)G\pi\rho R^2 = k$$

از تقسیم این معادله بر  $R^2$  و ضرب در ۲ داریم

$$\left[\left(\frac{dR}{dt}\right)/R\right]^2 - \left(\frac{8\pi}{3}\right)G\rho = \frac{2k}{R^2}$$

$$\left[\left(\frac{dR}{dt}\right)/R\right]^2 = 8\pi G\rho/3 + \frac{2k}{R^2}$$

$$\left(\frac{dR}{dt}\right)/R = \left(8\pi G\rho/3 + 2k/R^2\right)^{1/2} \quad (4-25)$$

این معادله چه معنی می دهد؟ توجه شود که  $R \geq 0$ . بنابراین، اگر با  $(dR/dt)/R > 0$  (انبساط) شروع کنیم (شرط اولیه)، آنگاه

$k = 0$  بدین معنی است که  $(dR/dt)/R$  همواره بزرگتر از صفر می باشد.

$k > 0$  بدین معنی است که  $(dR/dt)/R$  همواره بزرگتر از صفر می باشد.

$k < 0$  بدین معنی است که  $(dR/dt)/R$  سرانجام برابر صفر می شود و انبساط "بر می گردد"

معادله (۴-۲۵) ماهیتاً شکل انرژی معادله سرعت فرار است. بیاد آورید که

$$V_{\text{فرار}} = (2GM/R)^{1/2}$$

$$V_{\text{فرار}}/R = \left[ \left( \frac{\Lambda}{3} \right) \pi G \rho \right]^{1/2}$$

که همان معادله (۲۵-۴) به ازاء  $k = 0$  (انرژی کل در بینهایت صفر می‌شود) است. در اینجا توصیف نتیجه شده کلاسیکی جهان دینامیکی را می‌بینیم. اگر  $\rho$  کوچک باشد، این الگو برای همیشه انبساط پیدا می‌کند؛ اما، اگر  $\rho$  بزرگ باشد، تندی انبساط ممکن است از فرار  $V$  کمتر باشد، و سرانجام جهان فروریزش کند.

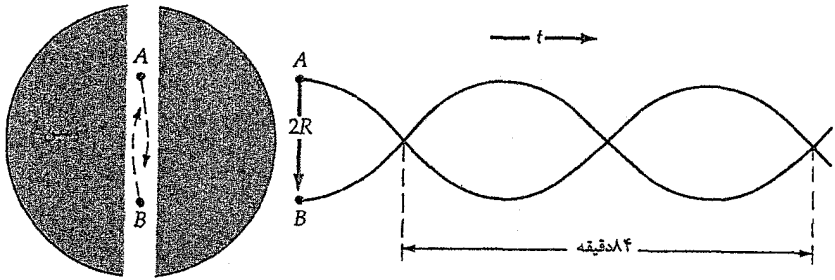
## ۲۵-۲ نظریه نسبیت عام انیشتن

انیشتن با نظریه نسبیت عام خود در ۱۹۱۵ م. نیروی گرانش را توسط جفت شدن هندسه فضا - زمان و مواد محتوی جهان جایگزین نمود. او یاد آور شد که نیوتون جرم را از طریق دو عملیات متفاوت تعریف نمود: قانون دوم نیوتون و قانون گرانش. تصور کنید که نیروی معینی را به یک جرم وارد کرده و شتاب آن را اندازه می‌گیرید. هنگامی که نیرو و شتاب معلوم باشند، قانون دوم نیوتون جرم جسم را بدست می‌دهد - جرم لختی آن. اکنون همان جرم را در نظر بگیرید و آن را وزن کنید. وزن یک نیرو است و مقدار نیروی گرانشی وارد بر جرم می‌باشد. جرم اندازه‌گیری شده به این طریق جرم گرانشی نامیده می‌شود. نیوتون بر این باور بود که جرم لختی جسم و جرم گرانشی آن یکسان هستند. او این موضوع را از آزمایشهای گالیله برای سقوط اجسام و هم چنین از آزمایشهای دقیق خودش درک کرد. این آزمایشها در مجاور زمین نشان دادند که تمام اجسام با شتاب یکسانی سقوط می‌کنند.

به طور تجربی، برابری اجرام گرانشی و لختی با دقت بسیار بالایی صحیح به نظر می‌رسد. با توجه به حدود حساسیت روشهای آزمایشی، هرگز اختلافی آشکار نشده است. بهترین آزمایش تاکنون توسط وی. بی. براگینسکی<sup>۱</sup> و وی. آی. پانف<sup>۲</sup> در دانشگاه مسکو انجام شده است و آنها دریافتند که اجرام گرانشی و لختی طلا و پلاتونیوم با دقت یک قسمت در  $10^{12}$  با یکدیگر برابر می‌باشند. انیشتن احساس کرد که برابری اجرام گرانشی و لختی اتفاقی نیست. او این موضوع را به عنوان حقیقتی بنیادی در مورد جهان در نظر گرفت و به آن در نظریه نسبیت عام به عنوان اصل هم ارزی موقعیتی ویژه داد. در این جا مثال انیشتن در مورد اصل هم ارزی را ارائه می‌دهیم.

تصور کنید که روی زمین و در یک فضاپیمای بدون پنجره قرار دارید. اگر شما اشیاء را در فضاپیما رها کرده و شتاب آنها را اندازه بگیرید، در می یابید که تمام آنها با شتاب یکسان  $9.8 \text{ m/s}^2$  سقوط می کنند. اکنون بدون توجه به معلوماتان فرض کنید که شما و فضاپیما به طور آبی به فضای خارج منتقل شوید و به طور ثابت به  $9.8 \text{ m/s}^2$  شتاب داده شوید. همان طور که آزمایشتان را ادامه می دهید، اختلافی را در شتاب سقوط اشیاء مشاهده نمی کنید. این شتاب برابر  $9.8 \text{ m/s}^2$  باقی می ماند. تنها هنگامی که بتوانید به خارج پنجره نگاه کنید، می توانید بگویید که زمین را ترک کرده اید. با استفاده از آزمایش ها نمی توانید بین اجرام گرانشی و لختی تفاوت بگذارید.

اصل هم ارزی روشی را برای حذف محلی گرانی مهیا می سازد. خودتان را در یک آسانسور ساختمان بلندی قرار دهید و اجازه دهید که آسانسور سقوط آزاد کند. در این حالت احساس بی وزنی می کنید؛ گرانی حذف شده است! خود را به فضا و دور از هرگونه جرم بزرگی مستقل کنید. شرایط شما مشابه قبل است - شما بدون وزن و بدون گرانی هستید. ممکن است با این نظر مخالف باشید و بگویید وقتی آسانسور به زمین خورد مجدداً گرانش ظاهر می شود. از این رو، تصور کنید که تونل طویلی از میان زمین کنده شده است، به طوری که آسانسور هرگز به زمین برخورد نکند. سپس، آسانسور با سقوط آزاد از یک طرف زمین به طرف دیگر آن حرکت می کند تا یک چرخه حدود ۸۴ دقیقه را کامل کند. در خلال تاب خوردن هیچگونه شتابی درون آسانسور حس نمی شود، حتی به هنگام عبور از میان زمین! توجه کنید که اگر دو ذره آزمایشی را از قطبین در درون تونل رها کنیم، هر کدام را از یک قطب - حرکت هارمونیک ساده ای با دوره تناوب ۸۴ دقیقه خواهند داشت و مسیر آنها نسبت به یکدیگر منحنی است [شکل (۲۵-۱)]. بنابراین، این آزمایش نشان می دهد که فضا - زمان در درون زمین انحناء دارد. در نظریه نسبیت عام انیشتن، توزیع جرم (و انرژی) هندسه فضا - زمان را تعیین می کند. یک ششی با جرم زیاد در فضا - زمان نزدیکش انحناء ایجاد می کند و این انحناء خود را توسط حرکت شتابدار، نشان می دهد. نیوتون اعتقاد داشت این انحناء از نیروهای گرانشی نتیجه می شود، به بیان دیگر، انحنای فضا - زمان متناسب با چگالی جرم - انرژی می باشد. بنابراین، الگوهای کیهانشناختی ممکن است با تخمین های مناسبی از نوع و مقدار ماده محتوی جهان ساخته شوند؛ سپس، معادلات نسبیت عام رفتار تحولی الگو را به دست می دهد.



شکل ۲۵-۱. حرکت دو جرم در حال سقوط در درون زمین. هر نوسان ۸۴ دقیقه طول می‌کشد.

### الف) نتایج هندسی

اگر چه نظریه پایه قابل اسناد به انیشتن است، اما او با انجام آزمایش نتایج دینامیکی الگوهای جهان را دنبال نکرد. در عوض، این کار در تاریکی نسبی توسط ریاضی دان روسی، ای. فریدمن<sup>۱</sup> بنا نهاده شد و فقط بعد از مشاهدات هابل از جهان در حال انبساط به اطلاع مابقی دنیا رسانیده شد.

اجازه دهید نسبیت عام (GR) را به طور مشروحتر بررسی کنیم. روشی دیگر در فصل (پ) (۷) مورد بررسی قرار گرفته است. با در نظر گرفتن معادله (۲۵-۱)، می‌توانیم شکلی کلی برای آن به صورت زیر بنویسیم

$$dl^2 = \sum_{\mu=1}^4 \sum_{\nu=1}^4 g_{\mu\nu} dx^\mu dx^\nu \quad (۲۵-۵)$$

این یک معادله تانسوری با ماتریس  $g_{\mu\nu}$  که متریک فضا - زمان نامیده می‌شود، است. می‌توانید به بینید که معادله (۲۵-۱) می‌تواند از معادله (۲۵-۵) اگر  $g_{\mu\nu} = 0$  برای  $\mu \neq \nu$  و اگر  $-1 = g_{11} = g_{22} = g_{33}$  و  $g_{44} = +1$  بدست آید. انحراف‌ها از متریک تخت در نسبیت خاص فضا - زمان انحناء دار را نمایش می‌دهد. به عنوان مثال، در نزدیک سطح یک ستاره نوترونی، مولفه‌های متریک به مقدار حدود ۱۰٪ از مقادیر تخت انحراف پیدا می‌کنند. برای تعقیب الگوهای فریدمن، بایستی فرض کنیم جهان همگن و یکرند می‌باشد؛ این فرض آنقدر قاطع است که آن را اصل کیهانشناختی نام گذاری کرده‌اند. اساساً هیچ پیشرفت نظری بدون شروع از این نقطه، ممکن نیست. بایستی هم چنین فرض کنیم تندی نور محدود و ثابت می‌باشد (هیچ زمان جهانی وجود ندارد).

اکنون می توانیم شکلی از متریک جهان را بنویسیم. این عبارت تحت شرایط ذکر شده کاملاً کلی است و بنام متریک رابرتسون - واکر<sup>۱</sup> می باشد

$$dl^2 = c^2 dt^2 - R(t)^2 \left[ \frac{dr^2}{1 - kr^2} + r^2 (d\theta^2 + \sin^2 \theta d\phi^2) \right] \quad (6-25)$$

در این معادله،  $r$ ،  $\theta$  و  $\phi$  مختصات هم حرکت می باشند. آنها روی کهکشانها ثابت می باشند و بدون بعد هستند.  $k$  نیز به طور قراردادی یک پارامتر آزاد است و می توانیم مقادیر  $+1$ ،  $0$  و  $-1$  را برای آن داشته باشیم، که به ترتیب فضاها را با انحنای منفی، صفر، و مثبت را توصیف می کنند. تابع  $R(t)$  مقیاس اندازه است که دارای ابعاد طولی می باشد، و اگر آن با زمان تغییر کند یک جهان دینامیک را به نمایش می گذارد.

### فواصل و مختصات

کمیت  $r$  در معادله (6-25) فاصله قابل اندازه گیری بین دو نقطه نیست. برای پیدا کردن فواصل، نیاز به انتگرال گیری به صورت زیر داریم:

$$l = \int_0^r dl = R(t) \int_0^r \frac{dr}{\sqrt{1 - kr^2}}$$

$$= \begin{cases} R \sin^{-1} r; & k = +1 \\ kr; & k = 0 \\ R \sinh^{-1} r; & k = -1 \end{cases} \quad (7-25)$$

در اینجا سیستم مختصات را به  $\theta = \phi = 0$  تغییر داده ایم اما هیچ کلیتی را از دست نداده ایم. در قدم بعدی، مسیرهای فوتونها را بررسی می کنیم. آنها ژئودزی های خنثی را که توسط  $dl^2 = 0$  تعریف می شوند، دنبال خواهند کرد. از معادله (6-25) می بینیم که

$$\int_0^r \frac{dr}{\sqrt{1 - kr^2}} = c \int_{t_1}^{t_0} \frac{dt}{R(t)} \quad (8-25)$$

با استفاده از معادله (7-25)، نتیجه می گیریم

$$\begin{cases} \sin^{-1} r \\ r \\ \sinh^{-1} r \end{cases} = c \int_{t_1}^{t_0} \frac{dt}{R(t)} \quad (9-25)$$



که  $t_0$  زمان آشکارسازی فوتون و  $t_1$  زمان نشر آن است.

سپس دو عبارت مهم را معرفی می‌کنیم. اولین آنها به عنوان معادله لمایتر<sup>۱</sup> مشهور است

$$1+z = \frac{R_0}{R_1} \quad (10-25)$$

که مجدداً اندیسه‌ها به دوره نشر و دریافت فوتونها بر می‌گردند. دومین عبارت دینامیک هندسی جهان را بیان می‌کند؛ آن بدین صورت است (با یک نقطه که مشتق زمانی را نمایش می‌دهد؛ دو نقطه مشتق دوم است)

$$\left(\frac{\dot{R}}{R}\right)^2 + \frac{2\ddot{R}}{R} = -\frac{kc^2}{R^2} \quad (11-25)$$

اکنون در موقعیتی هستیم که الگوهای جهان را به طور مشروح مورد بررسی قرار دهیم. برای مثال، با انتگرال‌گیری از معادله (۱۱-۲۵)  $R(t)$  نتیجه می‌شود، که آن می‌تواند به انتقال به قرمز قابل مشاهده و مختصه  $r$  توسط معادلات (۱۰-۲۵) و (۹-۲۵) مربوط شود.

اجازه دهید به یک حالت خاص نگاه کنیم - حل فضای تخت معادله (۱۱-۲۵)، در اینجا

$k = 0$ ، و نتیجه می‌گیریم

$$R(t) = R(t_0) \left(\frac{t}{t_0}\right)^{2/3} \quad (12-25)$$

این رابطه نتیجه‌ای بسیار مهم می‌باشد. آن نشان می‌دهد در این الگو جهان انبساطی از شکل قانون توانی تبعیت می‌کند. شکل (۱۲-۲۵)  $R(t)$  را برای سه الگو نشان می‌دهد، و دیده می‌شود که انبساط قانون توانی به طور تقریبی برای دو الگوی دیگر در خلال زمان اولیه جهان (احتمالاً تا زمان حاضر) نیز به خوبی برقرار است.

اجازه دهید به نتیجه هندسی خالص دیگری نگاه کنیم. توجه داشته باشید که سه عبارت ممکن در طرف راست معادله (۷-۲۵) برای  $r < 1$  به طور تقریبی برابر  $Rr$  می‌شوند. بنابراین،

$$l = R(t)r$$

به طور خلاصه، فاصله قابل اندازه‌گیری برابر است با حاصلضرب سازه مقیاس جهان در مختصه فاصله. اکنون تندی درست برابر است با مشتق زمانی فاصله، لذا

$$v = \dot{l} = \dot{R}r$$

اما

$$Rr = \frac{\dot{R}}{R}l$$

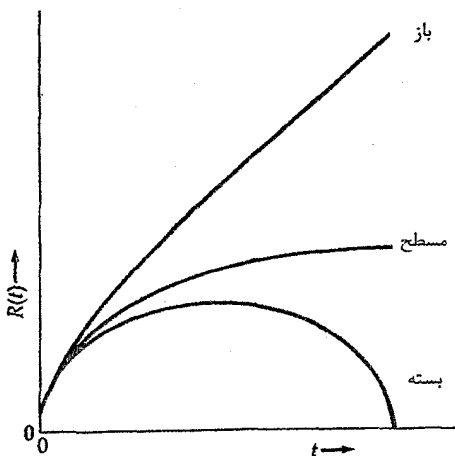
بنابراین

$$v = \frac{\dot{R}}{R} l \quad (13-25)$$

کمیت  $\frac{\dot{R}}{R}$  را بررسی می‌کنیم؛ آن دارای ابعاد  $t^{-1}$  است. این نسبت همان ابعاد ثابت هابل  $H$  را دارد. در حقیقت،

$$H = \frac{\dot{R}}{R} \quad (14-25)$$

بنابراین معادله (۱۳-۲۵) مبین قانون هابل است که تنها با فرض همگنی و یکرندی بدست آمده است؛ توجه کنید با تقریب  $z \ll 1$  بدست آمده است، بنابراین در فواصل بزرگ ممکن است شکل ساده قانون هابل برقرار نباشد؛ این طریقه‌ای قوی برای تفاوت قائل شدن بین الگوها می‌باشد.



شکل ۲۵-۲. دینامیک الگوهای کیهانشناختی. برای الگوهای یکرند و همگن، تغییر فواصل نسبت به زمان بستگی به هندسه کلی (باز، مسطح یا بسته) دارد.

### (ب) حل معادلات میدان انیشتن

جفت شدگی بین فضا - زمان و ماده را که قبلاً یادآوری کرده‌ایم از معادلات میدان انیشتن نتیجه می‌شود. این معادلات تانسور ساخته شده از  $g_{\mu\nu}$  را با مشتقات آن نسبت به تانسوری دیگر، تانسور تنشر - انرژی که ماده را نمایش می‌دهد، برابر می‌کنند. به بیان ساده، این بدان معناست که حضور ماده به فضا - زمان انحناء می‌دهد، و در نتیجه حرکات انحناء یافته ذرات در این فضای منحنی را به عنوان شتابهای بوجود آمده توسط یک نیرو تعبیر می‌کنیم - در این حالت گرانش.

اگر از متریک رابرتسون - واکر در معادلات میدان استفاده شود، و ما فقط از معادلاتی که در آنها  $\mu = \nu$  است استفاده کنیم، آنگاه سه معادله فضاگونه نتیجه می‌شوند

$$\frac{\Lambda \pi G P(t)}{c^4} = -\frac{k}{R^2} \left( \frac{R_0}{R} \right)^2 - \frac{2}{c^2} \left( \frac{\dot{R}}{R} \right) - \frac{1}{c^2} \left( \frac{\ddot{R}}{R} \right)^2 + \Lambda \quad (15-25)$$

و معادله زمان‌گونه نتیجه می‌دهد

$$\frac{\Lambda \pi G U(t)}{c^4} = \frac{2k}{R^2} \left( \frac{R_0}{R} \right)^2 + \frac{3}{c^2} \left( \frac{\dot{R}}{R} \right)^2 - \Lambda \quad (16-25)$$

### مفهوم کاربردی

یک ثابت غیر صفر کیهانشناختی؟

یکی از سرگرمی‌های نسبیّت عام و کیهان‌شناسی وسعتی است که این موضوعات گستره تعبیر ما از پدیده‌های فیزیکی را توسعه می‌دهند. به عنوان یک مثال با ارزش، اجازه دهید به طور عمیق‌تر به معانی معادله فریدمن (۱۶-۲۵) (که یک مولفه از معادلات میدان انیشتن است) و ثابت کیهانشناختی  $\Lambda$  نگاه کنیم. همان طور که در متن نوشته شده است،  $\Lambda$  را در طرف راست قرار داده‌ایم تا آن به صورت بخشی از طبیعت هندسی جهان ظاهر شود زیرا آن  $K$  را که راجع به طبیعت کلی انحناء است به ما معرفی می‌کند؛  $R$  که اندازه انحناء را بیان می‌کند؛ و  $\dot{R}$ ، که انبساط را توصیف می‌کند.

گرایش جدید این است که  $\Lambda$  را به طرف چپ معادله (۱۶-۲۵) جابجا کنیم. به علت اینکه  $\Lambda$  تنها می‌ماند، بدون اینکه هیچ تابعی در آن ضرب شود، قطعاً این انتخابی است که باید آن را کشف کرد. آنگاه چگونه بایستی  $\Lambda$  را تعبیر کرد؟ هنگامی که آن  $U$  را همراهی می‌کند، آن بسیار شبیه به یک چگالی انرژی می‌باشد. بهر حال، توجه کنید که جرم قبلاً به  $U$  افزوده شده است. بنابراین،  $\Lambda$  چگالی انرژی خلاء می‌باشد. شخصی که دلیل انیشتن را دنبال کند: بعد از اینکه نشان داده شد طبیعت ساکن جهان غلط است، به نظر نمی‌رسد که دیگر احتیاجی به  $\Lambda$  باشد. بنابراین انیشتن باور کرد که مقدار  $\Lambda$  باید صفر باشد، و قطعاً آن از درک ما "احساس" درستی دارد. چرا خلاء بایستی چگالی انرژی داشته باشد؟ به وضوح، هر جمله در معادله (۱۶-۲۵) در  $\dot{R}$  مشارکت دارد. آیا خلاء می‌تواند مشارکتی بر آهنگ انبساط جهان به همان طریقی که جرم بر انبساط اثر می‌گذارد، داشته باشد؟ بنابراین، به نظر می‌رسد مقدار غیر صفر  $\Lambda$  یورشی به درک ما می‌باشد. حتی جمله بیشتر از این حقیقت ناشی می‌شود که علامت  $\Lambda$  ممکن است مثبت یا

منفی باشد (یعنی، آن ممکن است انبساط را کند کند یا نظیر یک فنر عمل نماید که در اینصورت انبساط را به جلو می راند). در فصل ۲۶، خواهیم دید که توجه بیشتری به مقادیر غیر صفر  $\Lambda$  شده است زیرا ممکن نیست مقادیر ثابت هابل، چگالی ماده مشاهده شده، و عمر جهان را بدون  $\Lambda$  بهم تطبیق دهد.

هم چنین اجازه دهید اندکی بیشتر به فلسفه پشت معادلات میدان بیاندهشیم. معمولاً، از حضور جرم به عنوان خلق کننده انحناء فضا - زمان صحبت می کنیم. اما چرا نبایستی به فرآیند از طریق دیگری نگاه کنیم؟ آیا جرم نمی تواند ظهوری از انحناء فضا باشد؟ اگر فضا را به یک طریق خالص منحنی کنید ممکن است یک الکترون بدست آورید، و اگر آن را به طریق دیگر منحنی کنید آیا ممکن نیست یک میثون بدست آورید؟ به طور مشابه، اگر در موقعیتی می بودیم تا یک فرآیند فیزیکی را که مستقیماً انحناء فضا - زمان را تغییر داده، توصیف کنیم، آیا خواهید دید که نتیجه فرعی تغییر در چگالی جرم (باضافه مولفه  $\Lambda$ ) جهان می شود؟ در فصل ۲۶، چنین فرآیندی را خواهیم دید. الگوی تورمی نیروهای جهان خیلی تخت خواهد بود، که سبب می شود چگالی جرم بسیار نزدیک به مقدار بحرانی توصیف شده در بخش [۲۵-۲) (ج) باشد.

در اینجا  $P(t)$  و  $U(t)$  که به ترتیب فشار و چگالی انرژی قابل اندازه گیری فیزیکی جهان می باشند، مولفه های مناسب تانسور تنش - انرژی هستند؛  $R$  مقدار فعلی  $R$  است، و  $\Lambda$  ثابت کیهان شناختی می باشد. به طور رسمی،  $\Lambda$  ثابت انتگرال گیری از حل معادلات دیفرانسیل میدان است. اینشتن  $\Lambda$  را به این دلیل معرفی کرد تا حل های ساکن مجاز باشند زیرا او با قانون هابل در زمان معرفی GR آشنا نبود؛ تازمانی طولانی اینطور فکر می شد که  $\Lambda = 0$ ، اما فصل ۲۶ را برای شقوق دیگر ملاحظه کنید.

با مقداری محاسبات جبری، معادلات (۲۵-۱۵) و (۲۵-۱۶) به صورت زیر در می آیند

$$\frac{\ddot{R}}{R} = -\frac{4\pi G}{c^2} \left[ P + \frac{U}{3} \right] + \Lambda \frac{c^2}{3} \quad (17-25)$$

و

$$\frac{d}{dt} (UR^3) = -P \frac{d(R^3)}{dt} \quad (18-25)$$

توجه داشته باشید که معادله (۲۵-۱۸) شکلی از قانون اول ترمودینامیک می باشد. اگر معادلات (۲۵-۱۷) و (۲۵-۱۸) را با فرضهای  $\Lambda = 0$ ،  $P = 0$  و  $U = \rho c^2$  ساده سازی کنیم (تمام اینها قابل پذیرش اند)، آنگاه نتیجه می گیریم

$$\frac{\ddot{R}}{R} = \frac{4\pi G\rho}{3c^2} \quad (19-25)$$

و

$$\frac{d}{dt}(\rho R^3) = 0 \Rightarrow \rho_0 R_0^3 = \rho R^3 \quad (20-25)$$

به شباهت معادله (۱۹-۲۵) با نتایج نیوتونی بخش [۱-۲۵ (ب)] توجه کنید. در هر دو حالت انبساط پرتابی با  $\rho$  کم می شود و اگر  $\rho$  به اندازه کافی بزرگ باشد متوقف می شود. هم چنین توجه کنید که معادله (۲۰-۲۵) پایستگی جرم را برای جهان به عنوان یک واحد کل توصیف می کند.

### (ج) الگوهای جهان

برای اینکه جهان چگونه رفتار می کند، تاکنون الگوهای نظری ممکن و متنوعی را دیده ایم. بعضی از خصوصیات این الگوهای جهان تنها از مجادلات هندسی نتیجه می شوند؛ مابقی هنگامی حاصل می شوند که هندسه با محتوی ماده جفت می شود.

بزرگترین تفاوت در هندسه توسط مقدار  $k$  تعیین می شود. این کمیت به طور جبری بر شکل جهان حاکم است. با  $k = +1$ ، به طور محلی هندسه شبیه به یک کره است. برای مثال، مجموع زوایای داخلی یک مثلث بیشتر از  $180^\circ$  است. در صورتی که با  $k = -1$ ، به طور محلی هندسه شبیه به یک نقطه زینی با مجموع زوایای مثلث کمتر از  $180^\circ$  می باشد. اگر  $k = 0$ ، آنگاه جهان تخت خواهد بود. شکل (۲-۲۵) تابع  $R(t)$  را برای سه حالت ممکن جهان نمایش می دهد. جهان باز برای همیشه منبسط می شود؛ جهان بسته انبساط را متوقف می کند و با خرد شدن بزرگ<sup>۱</sup> فروریزش می نماید. جهان تخت بین دو جهان دیگر در تعادل می ماند. توجه کنید که در فازهای اولیه انبساط، سه الگو بسیار شبیه به هم رفتار می کنند. هر سه با قانون توانی رفتار می نمایند به طوری که تشخیص آنها از هم سخت خواهد بود. در زمان فعلی کیهانی، بنظر می رسد که در وضعیت اولیه انبساط قرار داریم؛ تصمیم گیری بین الگوهای جهان دشوار است.

پیشنهاد می کنیم سعی ننمائید خصوصیات کلی یک جهان باز که به طور محلی شکل زینی دارد را در ذهن تجسم کنید، اما تصور کردن جهان تخت دشوار نمی باشد. بالنی را در نظر بگیرید که در حال باد شدن است. اگر از محلی که هوا وارد آن می شود چشم پوشی کنید، و سطح دو

بعدی بالن که در فضای سه بعدی انحناء پیدا کرده است را در نظر بگیرید، آنگاه این فضا شبیه به کره سه بعدی در فضای انحناء دار چهار بعدی فضا - زمان می باشد. هیچ مرکز تعریف شده ای برای سطح بالن وجود ندارد، و برای کھکشانهای نقاشی شده تصویری بر سطح بالن انبساط یکنواخت قانون هابل را وانمود می کند. یک مسافر بر سطح کره برای همیشه گام بر می دارد و هرگز آن را ترک نمی کند، اما این فرد سرگردان ممکن است از جهتی دیگر شانس این را داشته باشد تا به نقطه ای که سفرش را آغاز کرده است، برسد. هم چنین توجه داشته باشید که مثلث های ترسیم شده بر روی بالن دارای مجموع زاویه بیش از  $180^\circ$  می باشند. به علاوه، یک سیستم طولی - عرضی اعمالی بر کره را در نظر بگیرید. اگر ناظری در قطب شمال زاویه محدود شده ای را در نزدیک قطب توسط یک نوار متری اندازه بگیرد و سپس آن را به فاصله دورتری ببرد، البته زاویه اندازه گیری شده کاهش می یابد. اما این کاهش تا وقتی ادامه دارد که نوار متری به استوا برسد؛ سپس، همان طور که نوار متری به نواحی نزدیکتر به قطب جنوب جابجا شود، زاویه زیاد خواهد شد.

شباهت بالن به طرق گوناگون به جهان واقعی انتقال پیدا می کند. شاید سخت ترین قسمت فقدان یک مرکز برای جهان می باشد. نمی توانید هیچ نقطه منفردی در فضا پیدا کنید که همه چیز از آن سرچشمه گرفته باشد. به علت اینکه فضا - زمان انحناء دارد و جهان خود فضا - زمان را منبسط می کند، هر نقطه در درون جهان قابل مشاهده از نقطه تکیه اولیه سرچشمه گرفته است. در اصل، توجه داشته باشید که می توانیم به طور خالص اندازه گیری هایی را که منجر به تعیین شکل جهان می شود انجام دهیم. در حقیقت انجام این کار ثابت می کند که کار بسیار سختی است. آزمایشهایی برای اندازه گیری قدر کھکشانها، قطرها، روشنایی های سطحی، و غیره به صورت تابعی از انتقال به قرمز اختراع شده است. اگر کھکشانها خصوصیات یکنواختی می داشتند، روش تفکیک بین الگوهای جهان ممکن بود کار آیی داشته باشد، اما به طور اعجاب انگیزی کھکشانها غنی از تنوع می باشند، و چیز زیادی راجع به تغییر خصوصیات آنها با زمان نمی دانیم. بنابراین با نگاه به گذشته در زمان کیهانی، همان طور که به هنگام نگاه به اجرام با انتقال به قرمز بالا انجام می دهیم، به هر اندازه که اندازه گیری های هندسی جلو می رود فقط تصویر مغشوش می شود.

سرانجام، اجازه دهید تکرار کنیم که  $H_0$  توسط معادله (۲۵-۱۴) می تواند به خصوصیات هندسی مربوط شود. می دانیم که  $H$  یک ثابت نیست، بنابراین هم چنین بایستی وسیله ای برای

توصیف کند شدن انبساط جهان وجود داشته باشد. برحسب جملات صرفاً هندسی، این پارامتر کند شدن  $q_0$  توسط رابطه زیر تعریف می‌شود:

$$q_0 = -\frac{\ddot{R}_0}{R_0 H_0^2} \quad (21-25)$$

### خصوصیات فیزیکی

معادلات (۲۵-۱۵) تا (۲۵-۲۰) خصوصیات هندسی جهان را به خصوصیات فیزیکی مهمی نظیر فشار، چگالی، و محتوی انرژی مربوط می‌کنند. بنابراین، مجدداً در اساس، اگر بتوانیم مثلاً اندازه‌گیری‌های دقیقی از چگالی متوسط جهان انجام دهیم، آنگاه ممکن است الگوهای معتبر جهان را تعیین کنیم.

راه آن این است که معادلاتی شبیه به معادلات (۲۵-۱۴) و (۲۵-۲۱) را به شرطی که حاوی چگالی باشد، بنویسیم. قیود نظری محکمی در مورد اینکه انبساط اولیه، چه اندازه سریع بوده است نداریم؛ بنابراین، مقدار فعلی ثابت هابل نیز به طور محکمی قطعی نیست. بهر صورت، می‌دانیم که جهان از چگالی بحرانی خیلی دور نمی‌باشد،  $\rho_c = 5 \times 10^{-27} \text{ kg/m}^3$  (که جهان را تخت می‌سازد)، که در این حالت می‌توانیم بنویسیم

$$H = \left[ \left( \frac{\Lambda \pi G}{3} \right) \rho_c \right]^{1/2} \quad (22-25)$$

در مقابل، می‌توانیم عبارت خاصی را برای پارامتر کند شدن بنویسیم.

$$q_0 = \frac{4\pi G \rho}{3H^2} \quad (23-25)$$

واضح است، اگر بتوانیم  $H_0$  و  $q_0$  را دقیق اندازه بگیریم، آنگاه چگالی متوسط جهان را خواهیم دانست. اگر  $\rho_c < 1$ ، آنگاه جهان باز خواهد بود؛ اگر  $\rho_c > 1$  جهان بسته است؛ و اگر  $\rho_c = 1$  جهان تخت می‌باشد.

چه مشکلی با این روش وجود دارد؟ به وضوح، پاسخ ماده تاریک می‌باشد. چگالی اغلب توسط کمیت  $\Omega = 2q_0$  بیان می‌شود. برای ماده مری  $\Omega = 0.2 - 0.3$  می‌شود، اما دلائلی برای قبول اینکه  $\Omega = 1$  است، وجود دارد (فصل ۲۶). تشخیص مستقیم و دقیقی از مشارکت ماده تاریک در چگالی متوسط کاملاً سخت است.

## ۲۵-۳ توپ آتشین اولیه

در سال ۱۹۶۴ م. آرنو پنزیاس<sup>۱</sup> و روبرت ویلسون<sup>۲</sup> دانشمندانی که با آزمایشگاههای تلفن بل<sup>۳</sup> در نیوجرسی<sup>۴</sup> کار می‌کردند، مطالعه حساسی را روی نشر رادیویی راه شیری شروع کردند. آنها تابش اضافی آزار دهنده‌ای را در آنتن رادیویی با نوفه پایین ویژه‌شان آشکارسازی نمودند. آنها گیرنده‌های رادیویی خود را در طول موج  $7/35$  سانتی متر ( $40.8 \text{ MHz}$ ) که نوفه رادیویی از کهکشان خودی بسیار کم است، تنظیم نموده بودند. باز هم آنها نوفه ایستائی را دریافت نکردند. علاوه بر این، آنها کشف کردند که شدت نوفه نسبت به جهت‌های مختلف در آسمان در طول روز یا فصل تغییر نمی‌کند. این نوفه اضافی شدتی معادل با تابش جسم سیاه در  $3/5$  درجه کلوین داشت. آن چه می‌تواند باشد؟

در همان زمان، گروهی در پرینستون<sup>۵</sup> در حال سنجش نتایج انبساط جهان از یک حالت چگال داغ بودند. فوتونها از چنین زمانی نسبت به حال قرمزگرایی بسیار زیادی پیدا کرده و به کیهان نفوذ نموده‌اند. همچنین، اگر جهان آغازین آن قدر چگال باشد که نسبت به فوتونها کدر گردد، آنگاه باید توزیع طیفی یک جسم سیاه را دارا باشند. بلافاصله انتقال به قرمز ناشی از انبساط دمای طیف جسم سیاه را پائین می‌آورد، اما شکل آن را تغییر نمی‌دهد.

پنزیاس و ویلسون با گروه پرینستون تماس گرفته و به این نتیجه رسیدند که نوفه اضافی ممکن است تابش قرمزگرایی شده از یک انفجار بزرگ داغ باشد. این استنتاج هنگامی که گروه پرینستون و دیگران وجود تابش زمینه را تایید کردند و دریافتند که طیف آن [شکل (۲۵-۳)] با تابش جسم سیاه در  $2/7$  درجه کلوین مطابقت دارد، محکم شد. ما آن را تابش زمینه  $3$  درجه کلوین می‌نامیم. کشف آن یک الگوی انفجار بزرگ داغ را تایید می‌کند (گاهی اوقات کره آتشین اولیه نامیده می‌شود)، که امروزه الگوی نسبیتی استاندارد پذیرفته شده توسط اکثر ستاره‌شناسان می‌باشد.

حال، چگالی انرژی  $u$  برای تابش جسم سیاه برابر است با

$$u = aT^4 \quad (24-25)$$

و از  $E = mc^2$ ، می‌توانیم این چگالی انرژی را به چگالی جرمی هم ارز  $\rho$  تبدیل کنیم:

1- Arno Penzias

2- Robert Wilson

3- Bell

4- New Jersey

5- Princeton



$$m = E/c^2$$

$$\rho_r = aT^4/c^2 \quad (25-25)$$

که در آن  $a$  ثابت چگالی تابش و برابر است با

$$a = 4\sigma/c$$

و  $\sigma$  ثابت استفان - بولتزمن و برابر  $5.6697 \times 10^{-8} \text{ W/m}^2 \cdot \text{K}^4$ ، بنابراین،

$$a = (4) (5.6687 \times 10^{-8} \text{ W/m}^2 \cdot \text{K}^4) (2/998 \times 10^8 \text{ m/s})$$

$$= 7.564 \times 10^{-16} \text{ W/m}^3 \cdot \text{K}^4$$

سپس از معادله (25-25)، چگالی تابش برابر است با

$$\rho_r = (7.564 \times 10^{-16}) (2/4) / (2/998 \times 10^8)^2$$

$$= 4/5 \times 10^{-31} \text{ kg/m}^3$$

توجه کنید که این چگالی بسیار کمتر از چگالی ماده تابان،  $\rho_m \approx 4 \times 10^{-28} \text{ kg/m}^3$  می باشد. از

این رو، می گوئیم اکنون در جهان، ماده فراگیر است و جهان در دوران ماده می باشد.

به هر حال، این وضعیت همیشه این چنین نبوده است. جهان در حال انقباض را در نظر

بگیرید. در این صورت چون مقیاس طول به صورت  $R(t)$  می باشد، چگالی ماده به صورت

زیر زیاد می شود

$$\rho_m \propto R^{-3} \quad (26-25)$$

در مقایسه، با توجه به معادله (25-25)، چگالی تابش به صورت  $T^4$  تغییر می کند. اکنون طول

موج یک فوتون متناسب با  $R(t)$  است، بنابراین

$$\lambda \propto R$$

و به علت این که انرژی فوتون برابر  $E = hv = hc/\lambda$ ،

$$E = hv \propto R^{-1}$$

و برای تابش جسم سیاه

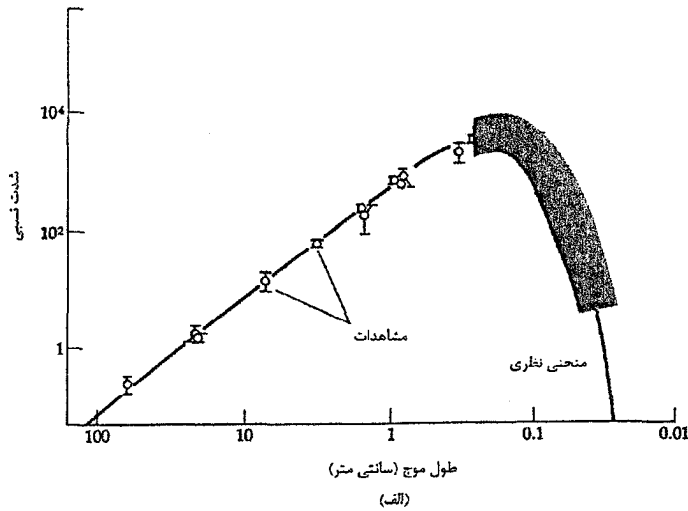
$$T \propto R^{-1}$$

بنابراین

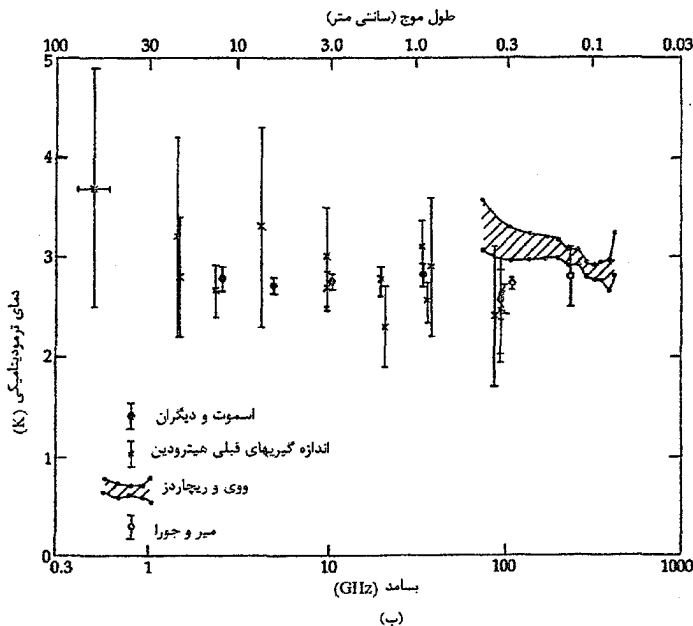
$$\rho_r \propto R^{-4} \quad (27-25)$$

در زمانی در گذشته، دوران تابش، چگالی انرژی تابش از چگالی ماده بیشتر بود و در جهان

تابش فراگیر بوده است.



شکل ۲۵-۳. طیف تابش زمینه کیهانی. (الف) مشاهدات طیفی؛ سطوح سایه دار مشاهدات فروسرخ هستند. خط پر یک منحنی جسم سیاه در ۳ درجه کلون می باشد. (اقتباس شده از نمودار مربوط به پی. جی. ای. پی بلز<sup>۱</sup>)، (ب) مقایسه اندازه گیریهای دمای تابش زمینه در ناحیه طیف رادیویی. [جی. اف. اسموت<sup>۲</sup>، جی. د. آمی سی<sup>۳</sup>، اس. دی. فریدمن<sup>۴</sup>، سی. ویت بسکی<sup>۵</sup>، جی. سیرونی<sup>۶</sup>، جی. بنلی<sup>۷</sup>، ان. مندولسی<sup>۸</sup>، اس. کرتیگ لیونی<sup>۹</sup>، جی. مورچی<sup>۱۰</sup>، آر. بی. پارتریج<sup>۱۱</sup>، ال. دنسه<sup>۱۲</sup> و جی. دزوتی<sup>۱۳</sup>، مجله اختر فیزیک (نامه ها) ۱۹۸۵ (م. ۲۳):



[۲۹۱]

- 1- P.J.E. Peebles
- 3- G.De. Amici
- 5- C. Witebsky
- 7- G. Bonelli
- 9- S. Cortiglioni
- 11- R.B. Partridge
- 13- G.De Zotti

- 2- J.F. Smoot
- 4- S.D. Friedman
- 6- G. Sironi
- 8- N. Mandoloesi
- 10- G. Morigi
- 12- L. Danese

راه دیگر برای مقایسه تابش کیهانی با ماده این است که نسبت تعداد فوتونها به تعداد پروتونها و یا نوترونها را حساب کرد. تابش جسم سیاه در قله‌های یک طول موج بیشینه است:

$$\lambda_{\text{بیشینه}} = 2/9 \times 10^{-3} / T$$

انرژی فوتونی به طول موج  $\lambda$  عبارت است از:

$$E_{\text{فوتون}} = hc/\lambda$$

و بنابراین، برای فوتونهایی به طول موج  $\lambda_{\text{max}}$  داریم:

$$E_{\text{فوتون}} = hcT / (2/9 \times 10^{-3})$$

با  $h = 6/6 \times 10^{-34}$ ،  $c = 3 \times 10^8$ ،  $T = 2/\sqrt{K}$ ، انرژی فوتونها در قله منحنی جسم سیاه برابر است با

$$E = (6/6 \times 10^{-34}) (3 \times 10^8) (2/7) (2/9 \times 10^{-3}) \\ = 2 \times 10^{-22} \text{ J/فوتون}$$

فوتونهایی که تابش جسم سیاه را تولید می‌کنند، دارای انرژیهای متنوعی هستند، اما اگر این قله انرژی را به عنوان نمونه انتخاب کنیم، تعداد فوتونهای لازم برای تولید،  $4 \times 10^{-14} \text{ J}$  تابش در هر متر مکعب از تابش کیهانی در دمای  $2/\sqrt{K}$  برابر است با

$$n_{\text{فوتون}} = (4 \times 10^{-14} \text{ J/m}^3) / (2 \times 10^{-22} \text{ J/فوتون}) \\ \approx 2 \times 10^8 \text{ فوتون/m}^3$$

اکنون ماده را مورد بررسی قرار می‌دهیم. جرم یک هسته واره (یک پروتون یا نوترون) برابر است با  $1/7 \times 10^{-27}$  کیلوگرم.  $4 \times 10^{-28}$  کیلوگرم ماده در یک متر مکعب معادل است با

$$n_{\text{هسته واره}} = (4 \times 10^{-28} \text{ kg/m}^3) / (1/7 \times 10^{-27} \text{ kg/واره}) \\ \approx 2 \times 10^{-1} \text{ هسته واره/m}^3$$

نسبت چگالی‌های عددی فوتون و هسته واره برابر است با

$$n_{\text{فوتون}} / n_{\text{هسته واره}} = (2 \times 10^8) (2 \times 10^{-1}) = 10^9$$

بنابراین، تعداد فوتونهای موجود در جهان یک بیلیون برابر هسته‌وارها می‌باشد.

یکی از خصوصیات تابش جسم سیاه کیهانی این است که اگر حجم در حال انبساط به حساب آید، تعداد فوتونها ثابت باقی می‌مانند. به طور مشابه، برای ماده: تعداد کل هسته‌وارها

ثابت می ماند. بنابراین، نسبت فوتونها به هسته وارها با انبساط جهان، ثابت می ماند. اکنون معادلات حرکت را برای حالت ماده و تابش فراگیر مورد بررسی مجدد قرار می دهیم. برای انجام این عمل، نیازمند به استفاده از پایستگی انرژی برای یک حجم نمونه  $V$  می باشیم. این عمل را به شکل قانون اول ترمودینامیک انجام می دهیم:

$$dE + PdV = 0$$

که  $P$  فشار و  $E$  چگالی ماده - انرژی در  $V$  می باشد، بنابراین،  $E = \rho c^2$ ، حال  $V \propto R^3(t)$ ، لذا

$$\frac{dE}{dt} + P(dV/dt) = 0$$

بنابراین، نتیجه می دهد (با توجه به این که نقطه ها مشتق نسبت به زمان را نشان می دهند)

$$\frac{d}{dt}(\rho c^2 R^3) + P(d/dt)(R^3) = 0$$

$$c^2 R^3 \dot{\rho} + 3\rho c^2 R^2 \dot{R} + 3PR^2 \dot{R} = 0$$

$$\dot{\rho} = -3(\rho + P/c^2) \left(\frac{\dot{R}}{R}\right)$$

$$\dot{\rho} = -3(\rho + P/c^2)H \quad (28-25)$$

فرض کنید  $P=0$  (ماده بدون برهم کنش) ماده فراگیر است ( $c^2 \rho = E$  تابش  $\rho = c^2 E$  ماده) بنابراین، داریم

$$\dot{\rho} = -3\rho H$$

مع ذالک، برای یک هندسه تخت (که حالت گذار است)،

$$H = [(\Lambda\pi G/3)\rho]^{1/2}$$

بنابراین،

$$\dot{\rho} = -3\rho [(\Lambda\pi G/3)\rho]^{1/2} = -3\rho^{3/2} (\Lambda\pi G/3)^{1/2}$$

$$\rho^{-3/2} \dot{\rho} = -(24\pi G)^{1/2}$$

اکنون از این معادله نسبت به زمان انتگرال می گیریم:

$$\rho^{-3/2} d\rho = -(24\pi G)^{1/2} dt$$

$$2\rho^{-1/2} = (24\pi G)^{1/2} t$$

$$t = \left(\frac{1}{6\pi G\rho}\right)^{1/2} \quad (29-25) \text{ (ماده فراگیر است)}$$

این معادله رابطه بین زمان و چگالی را برای ماده فراگیر، الگوی فشار صفر، به دست می دهد،

یعنی  $\rho(t)$  را نتیجه خواهد داد.

اکنون معادله (۲۵-۲۸) را انتخاب می‌کنیم تا ببینیم در حالت تابش فراگیر چه اتفاقی رخ می‌دهد. آنگاه،

$$P = \left(\frac{1}{3}\right) (\text{چگالی انرژی}) = \left(\frac{1}{3}\right) u = \left(\frac{1}{3}\right) \rho c^2$$

که در آن  $T$ ،  $\rho$  و  $P$  دما، چگالی و فشار تابش می‌باشند. معادله (۲۵-۲۸) به این صورت در می‌آید

$$\begin{aligned} \dot{\rho} &= -3 \left[ \rho + \left(\frac{1}{3}\right) \rho \right] H = -4H\rho \\ &= -4 \left( \frac{8\pi G \rho}{3} \right)^{1/2} \rho \end{aligned}$$

بنابراین، داریم

$$\rho^{-3/2} \dot{\rho} = - \left( \frac{128\pi G}{3} \right)^{1/2}$$

و مانند قبل، نسبت به  $t$  انتگرال می‌گیریم:

$$2\rho^{-1/2} = \left( \frac{128\pi G}{3} \right)^{1/2} t$$

$$t = \left( \frac{3}{32\pi G \rho} \right)^{1/2} \quad (\text{تابش فراگیر}) \quad (30-25)$$

حال که رابطه زمانی چگالی را داریم می‌توانیم دما را برای چگالی انرژی جایگزین کنیم، زیرا

$$P = \left(\frac{1}{3}\right) \rho c^2 = E/3 = aT^4/3$$

بنابراین،

$$\rho = aT^4/c^2$$

و معادله (۲۵-۳۰) به این صورت در می‌آید

$$T = \left( \frac{3c^2}{32\pi G a t^2} \right)^{1/4} \quad (31-25)$$

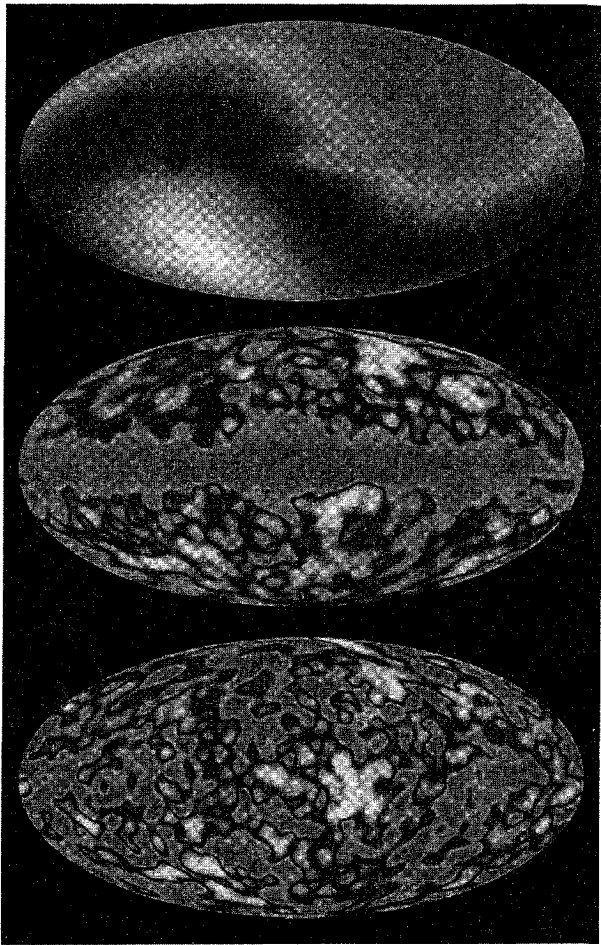
یا، اگر ثابت‌ها را جایگزین کنیم

$$T(K) \approx (1/5 \times 10^{10}) t^{-1/2} \quad (32-25)$$

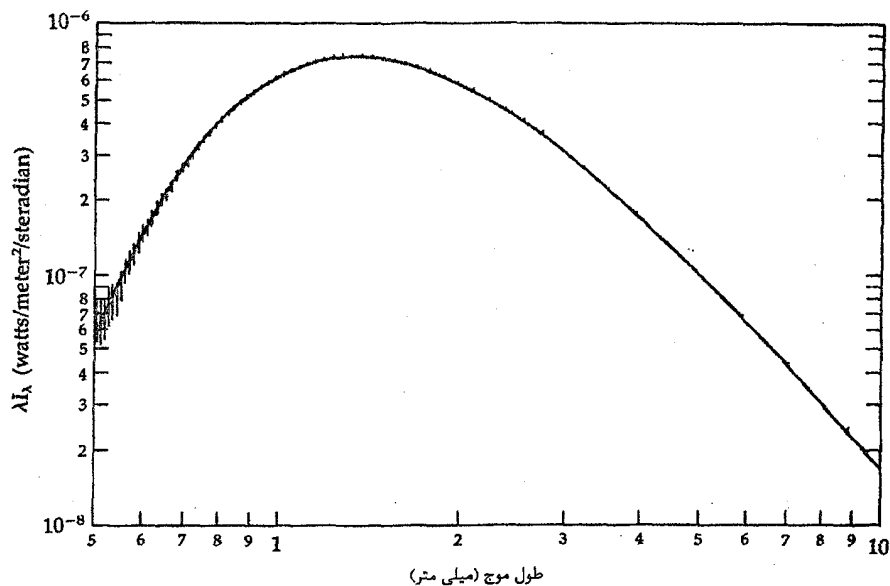
خواهید دید که این معادله هر لحظه از جهان تابش فراگیر را به یک دمای  $T$  مربوط می‌کند. لذا، می‌توانیم تاریخ گرمایی جهان را در طول تحولش دنبال کنیم.

در اواخر ۱۹۸۹ م، ماهواره جدیدی برای مقاصد بهبود دادن معلومات طیفی و یکنواختی تابش زمینه به فضا پرتاب شد. نتایج اولیه از کاشف زمینه کیهانی (COBE)<sup>۱</sup> به طور

تعجب‌آوری مشاهدات زمینی قبلی را تایید کرد. [شکل‌های (۲۵-۴) و (۲۵-۵) را به بینید]. طیف حاصل از طیف جسم سیاه با دمای  $2/726^{\circ}\text{K}$  غیرقابل تشخیص بود، و توزیع شدت به طور قابل ملاحظه‌ای ملایم بود. در مقیاسهای بزرگ ( $1\text{ rad}$ ) و مقیاسهای کوچک ( $10^{-3}\text{ rad}$ )، مقدار اندازه‌گیری شده  $\frac{\Delta T}{T}$  پس از کم کردن اثر دو قطبی ناشی از حرکت توده‌ای ما کمتر از  $3 \times 10^{-5}$  است [بخش ۲۳-۲ (ب)].



شکل ۲۵-۴. تصویر COBE از زمینه ریزموجی. به شالوده ملایم توزیع فوتون توجه نمایند. اثر دو قطبی ناشی از حرکت ویژه زمین می‌باشد.



شکل ۲۵-۵. اندازه‌گیری‌های COBE از طیف جسم سیاه. طبیعت جسم سیاه از زمینه در  $T = 2.726 \pm 0.005 K$  دیده می‌شود.

تایید طیف COBE عمدتاً دلالت بر این دارد که به ما در مورد درک وجود یک انفجار بزرگ داغ اطمینان می‌دهد. تذکراتی برای انحرافهایی از یک شکل کاملاً گرمایی وجود دارد، اما اکنون آنها را به کنار نهاده‌ایم. این سوال را به طور کامل در فصل بعد بررسی خواهیم کرد. تابش زمینه به حد زیادی ملایم است؛ اما، در ضعیف‌ترین ترازهای قابل آشکارسازی، ساختارهایی را می‌بینیم.

## ۲۵-۴ الگوی انفجار بزرگ استاندارد

آیا می‌توانیم مفاهیم معرفی شده در این فصل را به صورت تصویری منطقی از منشاء و تحول جهان سر و جمع کنیم؟ به طور کلی پاسخ مثبت است، اگرچه در فصل آینده خواهید دید که این الگو کامل نیست.

به نظر می‌رسد الگوسازی منشاء جهان به صورت انفجار بزرگ از یک حالت اولیه بسیار فشرده اجتناب‌ناپذیر می‌باشد. وجود زمینه ریز موجی نیاز به یک جهان اولیه بسیار داغ دارد، و انبساط مشاهده شده نیازمند یک جهان اولیه فشرده می‌باشد.

در مراحل بسیار آغازین، تصویر ارائه شده در این فصل خیلی کامل نیست، اما مشاهده

کرده ایم که انبساط احتمالاً از یک قانون توانی به صورت  $R(t) \propto t^{2/3}$ ، یا حداقل نزدیک به آن، تبعیت می کند. در خلال دوران تابش فراگیر، دمای محتوی ماده تحت فشار قرار گرفت تا با دمای تابش یکسان شود. این واقعه به علت اینکه الکترونها و هسته وارهها هنوز ترکیب نشده بودند تا اتمهای خنثی شکل بگیرند، اتفاق افتاد. الکترونها آزاد به سهولت فوتونهای زمینه را پراکنده کردند، و این اندرکنش ثابت دو مولفه را جفت نمود. از این رو، همان طور که  $T$  سقوط کرد [برطبق معادله (۲۵-۳)]، سرانجام به مقداری حدود  $3000\text{K}$  رسید. به طور ناگهانی (در مقیاسهای زمانی کیهانی)، الکترونها و هسته وارهها ترکیب شدند تا اتمها شکل بگیرند، و جفت شدگی بین تابش و ماده به علت اندرکنش اتمها با فوتونها با آهنگ کمتری نسبت به الکترونها آزاد، متوقف شد.

تصویر فعلی ما از فوتونهای ریزموجی دو چهره دارد. یکی مربوط به توزیع انرژی فوتونهای جسم سیاه مورد انتظار به طور پیوسته می باشد - بهر صورت، با دمای مشخصه ای که با زمان کاهش یافت. دومی مربوط به توزیع فضایی فوتونها است، که مکان ماده را در زمان آخرین پراکندگی الکترونها نمایش می دهد. (در فصل آینده خواهید دید که توزیع فضایی سبب مسائلی می شود.)

چه زمانی جدا شدن<sup>۱</sup> رخ داد؟ نسبت بین دما در دوره جدا شدن و دمای فعلی را داریم:

$$\frac{T_d}{T_0} = \frac{3000\text{K}}{3\text{K}} = 1000$$

مشخصه تابش در حال انبساط بدین صورت است که

$$T \propto \frac{1}{R}$$

بنابراین،

$$\frac{R_0}{R_d} = 1000$$

لذا جهان در هنگام جدا شدن  $\frac{1}{1000}$  ام ابعاد فعلی را داشته است. این مقدار به زمان کیهانی حدود  $700000$  سال مربوط می شود.

## مفاهیم و معادلات کلیدی

توصیف نیوتونی یک جهان نامحدود با tendy نور محدود سه الگو ارائه می دهد - باز، بحرانی،



و بسته.

توصیفی از جهان چهار بعدی در نسبیت عام نیز سه الگو ارائه می‌دهد. برای  $k = -1$ ، جهان باز است؛ برای  $k = 0$ ، آن بسته است؛ و برای  $k = +1$ ، جهان بسته است.

متریک رابرتسون - واکر برای الگوهای همگن و یکروند برقرار است و فاصله فضا - زمان را به صورت زیر می‌دهد

$$dl^2 = c^2 dt^2 - R(t)^2 \left[ \frac{dr^2}{1 - kr^2} + r^2 (d\theta^2 + \sin^2\theta d\varphi^2) \right]$$

فواصل برحسب سازه مقیاس  $R(t)$  به صورت زیر داده می‌شوند

$$l = \int_0^r dl = R(t) \int_0^r \frac{dr}{\sqrt{1 - kr^2}}$$

$$= \begin{cases} R \sin^{-1} r; & k = +1 \\ Rr; & k = 0 \\ R \sinh^{-1} r; & k = -1 \end{cases}$$

کمیت قابل مشاهده  $z$ ، انتقال به قرمز، به سازه مقیاس توسط معادله لمایتر مربوط می‌شود

$$1 + z = \frac{R_0}{R_1}$$

برای یک چگالی بحرانی جهانی،  $R(t) \propto t^{2/3}$

معادلات میدان انیشتین انحناء فضا - زمان را به تانسور تنش - انرژی - تکانه مربوط می‌کند تحت فرضهای ساده  $U = \rho c^2$  و  $\Lambda = P = 0$ ، حلها عبارتند از

$$\frac{\ddot{R}}{R} = -\frac{4\pi G\rho}{3c^2}$$

$$\frac{d}{dt}(\rho R^3) = 0 \Rightarrow \rho_0 R_0^3 = \rho R^3$$

پارامترهای هابل و کندشدن به سازه مقیاس توسط روابط زیر مربوط هستند

$$H = \frac{\dot{R}}{R} \quad \text{و} \quad q_0 = -\frac{\ddot{R}}{R_0 H^2}$$

برحسب چگالی،  $H_0$  و  $q_0$  بدین صورت اند

$$H_0 = \left[ \left( \frac{4\pi G}{3} \right) \rho_c \right]^{1/2} \quad \text{و} \quad q_0 = \frac{4\pi G \rho}{3H_0^2}$$

در زمانهای آغازین، چگالی انرژی جهان توسط تابش با رابطه  $u = aT^4$  فراگیر بود، که از نظر ابعادی  $u \propto R^{-4}$  بود. این تابش امروزه به صورت تابش زمینه ریزموجی قابل مشاهده است. چگالی انرژی گاز از نظر ابعادی به صورت  $u \propto R^{-3}$  می باشد.

نسبت تعداد فوتونها در تابش زمینه به تعداد هسته وارها در جهان  $10^9 = \frac{n_{\text{فوتون}}}{n_{\text{هسته‌واره}}}$  است.

دمای تابش زمینه با زمان به صورت زیر تغییر می کند.

$$T \approx 1/5 \times 10^{10} t^{-1/2}$$

ماهواره COBE دمای فعلی تابش زمینه را به مقدار  $T_0 = 2.726 \text{ K} \pm 0.3\%$  اندازه گیری کرده است. یک مولفه دو قطبی ناشی از حرکت محلی کهکشان خودی برای تابش وجود دارد.

اکنون جهان ۱۰۰۰ بار بزرگتر از هنگامی که تابش زمینه خلق شده است، می باشد.

## مسائل

۱. حجم تقریبی کهکشان خودی چقدر است (پاسختان را بر حسب کیلوپارسک مکعب بنویسید)؟ اگر هیچ فضای خالی بین کهکشانها وجود نداشته باشد، ابعاد جهان ما با چه سازه مقیاسی باید کوچک شود؟ آیا این مرحله از انبساط کیهانی زمانی معقول برای شکل گیری کهکشانی می باشد؟

۲. قانون پلانک برای شدت تابش جسم سیاه (فصل ۸) به صورت زیر است

$$I_\lambda = \left( \frac{2hc^2}{\lambda^5} \right) (e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1)^{-1}$$

همان طور که جهان با سازه مقیاس (شعاع)  $R(t)$  منبسط می شود، شدت به صورت

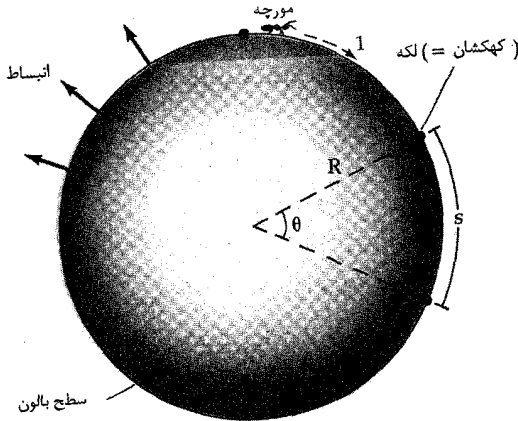
$I_\lambda \propto R^{-5}$  تغییر می کند در صورتی که طول موج به شکل  $\lambda \propto R$  عوض می شود.

(الف) اگر فرمول جسم سیاه برقرار باشد، نشان دهید  $T \propto R^{-1}$ .

(ب) در چه طول موجی منحنی جسم سیاه در دمای  $2/7 \text{ K}$  تابش زمینه به بیشینه می رسد؟

۳. اگر ثابت هابل توسط مشاهده  $H_0 = 50 \pm 5 \text{ km/s.Mpc}$  باشد، گستره مجاز برای زمان هابل ( $t_0 \approx H_0^{-1}$ )، ابعاد جهان ( $r \approx cH_0^{-1}$ ) و چگالی جرمی بحرانی ( $\rho_c \propto H_0^2$ ) چقدر است؟

۴. نمودار زیر، بالون در حال انبساط مشهور مشابه با جهان ما را نشان می‌دهد. تمام فضا توسط سطح کروی بالون و خوشه‌های کهکشانی توسط لکه‌های رنگ شده روی این سطح نمایش داده می‌شوند. شعاع بالون مربوط به  $R(t)$  است - شعاع جهان.



(الف) همان طور که بالون منبسط می‌شود، لکه‌ها در فواصل زاویه‌ای ( $\theta$ ) ثابت از یکدیگر باقی می‌مانند. اگر بالون با آهنگ ثابتی منبسط شود، تحقق کنید

$$\frac{\Delta s}{\Delta t} = \left(\frac{1}{R}\right) \left(\frac{\Delta R}{\Delta t}\right) s$$

که در آن  $s$  فاصله بین هر دو لکه واقع بر سطح و  $\frac{\Delta s}{\Delta t}$  تندی دور شدن یک لکه از لکه دیگر می‌باشد. (توجه کنید که این قانون هابل است.)

(ب) فوتونها از کهکشانهای دور ممکن است توسط مورچه‌های خزنده در طول سطح بالون با تندی یک نمایش داده شوند. برای انبساط کیهانی یکنواخت (ثابت  $\frac{\Delta R}{\Delta t}$ ) نشان دهید که فاصله‌ای نظیر  $s$  وجود دارد که از ورای آن این مورچه‌ها هرگز نمی‌توانند به کهکشان خودی برسند (این فاصله، افق نامیده می‌شود).

(ج) اگر انبساط بالون کند شونده باشد [افزایش  $R(t)$  آهسته می‌شود]، در نتایج آن بحث کنید.  
 ۵. یک کره گازی در حال انبساط با چگالی یکنواخت  $\rho$ ، جرم کل  $M$  و شعاع  $R(t)$  را در نظر بگیرید. یک ذره گاز در سطح این کره بر طبق معادله ویز-ویوا (فصل ۱) به طور شعاعی و به

طرف خارج حرکت می‌کند:

$$v^2/\gamma = GM/R + \text{ثابت}$$

که  $v = \frac{\Delta R}{\Delta t}$ ، تندی شعاعی است.

(الف) نشان دهید که این معادله را می‌توان به شکل زیر نوشت

$$\left[ \left( \frac{1}{R} \left( \frac{\Delta R}{\Delta t} \right) \right) \right]^2 = \frac{2}{R} (\text{ثابت}) + \frac{8\pi G\rho}{3}$$

توجه کنید که این معادله‌ای است که بر انبساط جهان ما حاکم است و منجر به سه الگوی کیهانشناسی مورد بحث در این فصل می‌شود.

(ب) از اطلاعاتتان در مورد معادله ویز-ویوا، نشان دهید که مقدار ثابت می‌تواند مثبت، صفر، یا منفی باشد؛ تحول  $R(t)$  را در هر حالت با ترسیم یک نمودار تقریبی  $R$  در مقابل  $t$  نشان دهید. نتایج‌تان را توضیح دهید.

۶. نشان دهید که در حال حاضر ماده در جهان فراگیر است. بحث کنید که در گذشته بایستی تابش در جهان فراگیر بوده باشد (راهنمایی: تابش زمینه در حدود  $2.7\text{K}$ ).

۷. برای یک جهان تخت ( $k = 0$ )، نشان دهید

$$t_0 = \left( \frac{2}{3} \right) H_0^{-1}$$

که  $t_0$  عمر جهان است.  $t$  را به ازاء خطای  $H_0$  حساب کنید.

۸. محاسبات جبری در بدست آوردن معادله (۲۵-۱۷) از معادله (۲۵-۱۵) را دنبال کنید.

۹. محاسبات جبری در بدست آوردن معادله (۲۵-۱۸) از معادله (۲۵-۱۶) را دنبال کنید.

۱۰. با استفاده از مقدار چگالی بحرانی داده شده در متن کتاب، معادلات (۲۵-۲۲) و (۲۵-۲۳) را ارزیابی کنید.

۱۱. یکی از دوستانتان قصد دارد در مورد کیهانشناسی در یک مدرسه متوسطه محلی تدریس

کند. او می‌خواهد انبساط انفجار بزرگ جهان را با قرار دادن یک مشت تیله‌بازی، برای معرفی

کهکشانه‌ها، در مرکز یک دستمال گل‌دار بزرگ، برای نمایش فضای بین کهکشانه‌ها، و سپس

پراکنده کردن تیله‌های بازی نمایش دهد. آنگاه حرکت به طرف بیرون تیله‌های بازی انبساط

جهان را به نمایش می‌گذارند. برای این نمایش توضیح دهید. آیا این کار شباهت خوبی

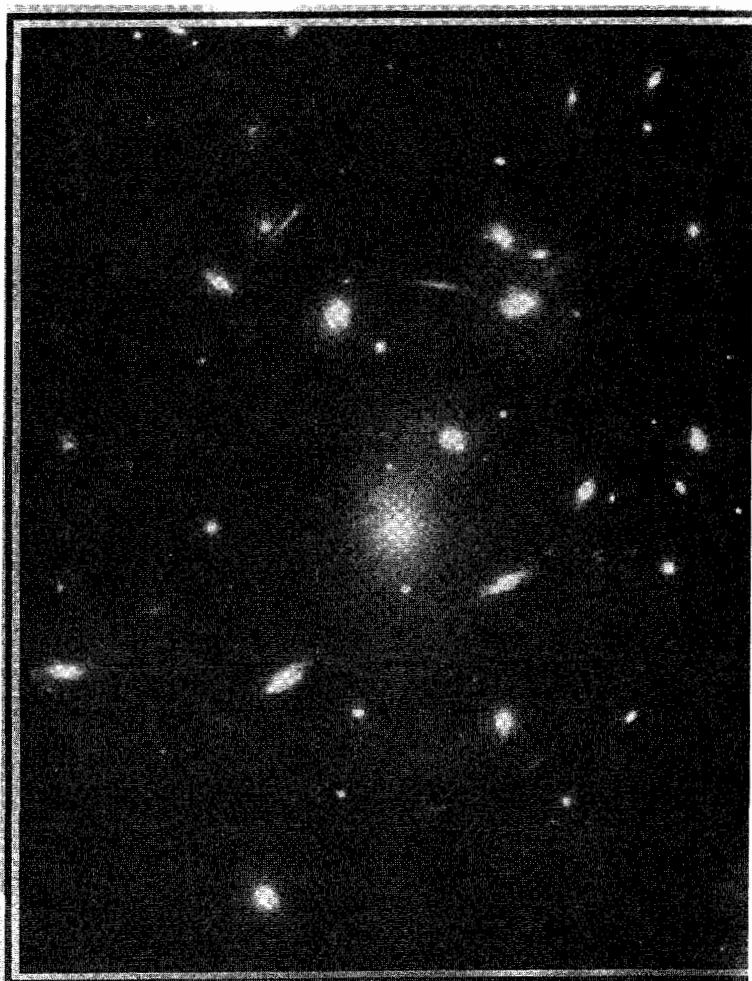
است؟ آیا راه بهتری وجود دارد؟ آیا دوست شما تیله‌های بازی خود را از دست داده است؟

۱۲. در چه زمانی از تاریخچه جهان دمای تابش آن به دمای هسته خورشید مربوط می‌شود؟ در

مورد سطح خورشید چطور؟

## فصل بیست و ششم

### کیهان‌شناسی جدید



مطالعه کیهان‌شناسی در یک یا دو دهه اخیر به طور ریشه‌ای تغییر کرده است. اتحاد فیزیک ذرات و ساختار بزرگ مقیاس نشان می‌دهد که جهان بایستی یک دوره انبساط فوق‌العاده سریع را پشت سر گذاشته باشد. از طرف دیگر الگوی تورمی چند مساله را که لاینحل هستند، توصیف می‌کند. ستاره‌شناسی شاید عمیق‌ترین سوال‌های فلسفی را به انسانها ارائه می‌دهد. این سوالها

شامل این است که چگونه حیات بوجود آمد؟ و چگونه سیارات و ستارگان شکل گرفتند؟ شاخه‌ای از ستاره‌شناسی که کیهان‌شناسی نامیده می‌شود این سوالات را به این حوزه گسترش داد که جهان چگونه شکل گرفت؟ و جهان چگونه به انتها خواهد رسید؟ تا اخیراً، دو سوال آخر به بیان‌های ساده‌ای راجع به انفجار بزرگ داغ به عنوان منشاء و ارزیابی  $H_0$  و  $q_0$ ، "ثابت" هابل و پارامتر کندشوندگی، برای تصمیم‌گیری اینکه جهان باز یا بسته است، خلاصه شده است.

در این فصل، دو زمینه فراگیر می‌باشد. یکی از اینها غنای پیچیدگی فرآیندهای فیزیکی است که مراحل آغازین را تحت تاثیر قرار داده است. مفاهیم عجیبی نظیر گرانی کوانتومی، ابعاد زیادی، گذارهای فازی، کوارکهای آزاد، و شکست تقارن اولین مراحل را معین می‌کنند و ممکن است نتایج مشاهده‌ای را کنار گذاشته باشند. هم چنین در می‌یابیم که بعضی از این فرآیندها برای آنها یک شخصیت تصادفی دارند؛ "قلمروها" یا "جبابها" احتمالاً در مکانهای متفاوتی شکل گرفته‌اند. جهان قابل مشاهده ما ممکن نیست یکتا باشد، و "جهانهای" دیگر ممکن است با شخصیت کاملاً متفاوتی وجود داشته باشند.

زمینه دوم یک عنصر مهم عمیقی را به فلسفه اضافه می‌کند. در می‌یابیم جهان فقط وقتی قابل فهم است که اگر معنای رابطه بین بزرگترین ساختارها و دنیای میکروسکوپی ذرات زیراتمی را درک نمائیم. به عنوان یک مثال، اشکال و ابعاد مقیاس ابرخوشه‌ها و تهی‌جاها<sup>۱</sup> در الگوها توسط خصوصیات ذراتی که ماده تاریک را می‌سازند تعیین می‌شوند - نظیر اینکه ذرات "داغ" یا "سرد" هستند.

## ۲۶-۱ مسائل مربوط به الگوی موجود

اجازه دهید به چهار صورت از جهان که مسائل را مطرح می‌کنند نگاه کنیم. در هر حالت، مشاهدات فعلی نمی‌توانند با الگوهای کیهان‌شناسی که کم و بیش درباره آنها بحث کرده‌ایم، تطبیق پیدا کنند.

### ۱. یکروندی و همگنی

اولین مساله یک علیت می‌باشد. به علت اینکه تندی نور محدود است، دو ناحیه که در مدت کیهانی  $t$  در فاصله‌ای بیشتر از  $ct$  از هم می‌باشند نمی‌توانند با یکدیگر ارتباط داشته باشند.

نواحی داخل قطر  $ct$  چنین گفته می‌شود که داخل افق واقعند؛ آن فواصلی که دورتر از  $ct$  قرار دارند، بیرون از افق می‌باشند. اگر انبساط قانون توانی فعلی جهان را به زمانهای قبل از دوره باز ترکیب تصویر کنیم، آنگاه یک قطر افقی بایستی به حدود  $1 \text{ rad}$  در زمینه ریز موجی مربوط شود. این بدان معناست که بایستی چند "قلمرو" را در تابش ریز موجی به بینیم. هر یک از نواحی بایستی دمای متفاوتی داشته باشند زیرا آنها نمی‌توانند دماهای داخلی اولیه مربوط به آخرین زمانی که فوتونهای زمینه پراکنده شدند را مبادله نمایند. بنابراین، آسمان ریزموجی بایستی تکه تکه باشد - در آنجا بایستی غیر یکروندی‌های مقیاس بزرگ موجود باشد. هنوز نیست؛ آسمان ریزموجی به طور قابل ملاحظه‌ای فاقد غیر یکروندی‌های مقیاس بزرگ است. چگونه جهان از یک ناحیه باندازه کافی کوچک رشد کرده است تا به یک دمای یکنواخت رسیده باشد؟

## ۲. تختی

پارامتر چگالی  $\Omega$  می‌تواند بازه مقادیر نامحدود  $0$  تا  $\infty +$  را داشته باشد. تنها عدد "سحرآمیز" در این بازه مقدار دقیق  $1$  می‌باشد. جهانی با این مقدار در چگالی بحرانی است. آن بین جهان باز و بسته تعادل دارد - بین انبساط خارجی و سرانجام انقباض.

مقدار فعلی چگالی چقدر است؟ مشاهدات نوری ماده تابان نشان می‌دهد  $\Omega$  بین  $0.2$  و  $0.7$  قرار دارد. نسبت‌های بالای  $\frac{M}{L}$  خوشه‌های کهکشانی مقادیر چگالی را وقتی ماده تاریک در بر گرفته شود به  $1$  نزدیک می‌کند. تمام مقادیر در این بازه به طور قابل توجهی به  $1$  نزدیک هستند. این هنگامی مشهود است که در نظر می‌گیریم انبساط جهان تمایل دارد  $\Omega$  را به دور از  $1$  براند. بنابراین اگر اکنون چگالی نزدیک  $1$  باشد، آنگاه آن عادت دارد بسیار نزدیکتر باشد. مشاهدات نشان می‌دهند که اگر  $\Omega$  در عمر کیهانی  $10^{-35}$  s به مقدار  $1$  در  $10^{55}$  قسمت از  $1$  اختلاف داشته باشد، آنگاه یا جهان فروریزش خواهد کرد و یا کهکشانش از هم دور می‌شوند که چگالی از مرتبه  $1$  کمتر از حدود مجاز مشاهده‌ای فعلی خواهد شد.

بنابراین، مشخص است که جهان بسیار نزدیک به چگالی بحرانی است که بایستی دلیلی برای وقوع آن وجود داشته باشد.

چرا جهان در چگالی بحرانی است؟

## ۳. عدد باریونی خالص

در مقایسه با انرژی‌های برخوردی ذره در زمان انفجار بزرگ، جهان فعلی ما انرژی‌های بسیار کمی را دارا می‌باشد. حتی بزرگترین شتاب دهنده‌های ذره ما برخوردی قدرتمند کافی را نمی‌توانند تامین کنند تا به مقادیری نزدیک شوند که باقی مانده‌های آنها حاکم بر مشاهدات مان باشند. در دنیای کم انرژی ما، تقارنی با مرتبه بالا بین ذرات و پاد ذرات وجود دارد. اگر چگالی انرژی باندازه کافی باشد تا ذرات را خلق نماید، آنگاه هر دو ذره و پاد ذره خلق می‌شوند. به طور مشابه، برای اینکه یک ذره کاملاً نابود شود، بایستی پاد ذره آن نیز نابود شود. اگر چنین تقارنی در جهان آغازین وجود داشته است، سپس بایستی آن حاوی تعداد مساوی ذرات و پاد ذرات باشد. مشاهدات به وضوح مقدار بسیار کم زمینه پرتوهای گاما (برای مثال، همان طور که روی ریز موجها تمرکز شود) را نشان می‌دهند. بهر صورت، اگر تعداد ذرات با پادذرات برابر باشند، آنگاه نابودشدنهای مداوم جفت‌ها در سراسر جهان سبب آشکارسازی ساده فوتونهای زمینه با انرژی‌های فوق العاده زیاد می‌شود.

یک بخش وابسته که نیاز به توصیف دارد مقدار بسیار کوچک نسبت هسته‌وارها و فوتونها است [بخش (۲۵-۳۳)] را به بینید؛ مقدار آن  $10^{-9}$  است. اغلب فوتونها در جهان قسمتی از تابش زمینه هستند، و در مقایسه با اینها، هسته وارهها نایاب می‌باشند.

چگونه جهان بین ذرات و پاد ذرات به عدم تقارن رسید و چرا هسته وارهها اینقدر نادرند؟

## ۴. ستارگان جمعیت III

در کهکشان خودی، دو جمعیت ستاره‌ای را می‌بینیم. جمعیت I جوانتر است؛ این ستارگان نسبتاً دارای درصد بالایی از عناصر سنگین می‌باشند. ستارگان پیرتر جمعیت II فراوانی کمتر فلزی دارند، اما صفر نمی‌باشد. به علت اینکه سنتزهای هسته‌ای کیهانی [بخش (۲۶-۲)] را ملاحظه کنید [مقدار قابل ملاحظه‌ای از عناصر سنگین تر از هلیوم را نمی‌سازند (این عناصر فقط توسط سنتزهای هسته‌ای ستاره‌ای تولید می‌شوند)، اولین نسل ستارگان بایستی فراوانی فلزی صفر داشته باشند.

چرا هیچ ستاره جمعیت III را نمی‌بینیم؟

این چهار مساله در باقی مانده این فصل مورد بحث قرار خواهند گرفت. تا حال حاضر حلی برای تمام آنها نداریم، اما اشکال بسیار جدید تورم اکثر آنها را حل می‌کند.



## ۲-۲۶ سنتزهای هسته‌ای کیهانی

به عنوان مقدمه‌ای بر این بخش، اجازه دهید جسارت فوق‌العاده بشر را در سعی برای درک جهان آغازین بررسی نمائیم. آیا تطبیق دادن آن با واقعیت به نظر تان سخت می‌رسد، اگر چه نمی‌توانیم بین ۱۰ تا ۲۰ بیلیون سال به عنوان عمر هابلی جهان تفاوتی قائل شویم، ولی سعی خواهیم کرد شما را متقاعد نمائیم که می‌دانیم جهان در عمر ۱ ثانیه اول چگونه بوده است؟ در این بخش موفق‌ترین "واژه‌گزینی‌های قبلی" <sup>۱</sup> (پیش‌بینی شکل‌گیری جهان سخت است!) را که راجع به زمانهای اولیه داریم، به شما نشان خواهیم داد. انطباق نزدیک بین نظریه و مشاهده اطمینان را معطوف به توسعه نظریات به طرف عقب و زمانهای زودتر و انرژی‌دارتر می‌دارد.

در اختر فیزیک، واکنشهای هسته‌ای به دو عرصه اصلی محدود می‌شوند. یکی از آنها استمرار است؛ آن فرآیند جوش می‌باشد که به ستارگان قدرت می‌بخشد و در فصل ۱۶ مورد بحث واقع شد. عرصه دوم مربوط به چند لحظه کوتاه در شروع جهان قبل از بوجود آمدن ستارگان هنگامی که واکنشهای جوش در سراسر جهان شدت یافتند، می‌باشد. به علت اینکه جوش عناصر سنگینتر را از عناصر سبکتر بوجود می‌آورد، این دو فرآیند را به ترتیب سنتزهای هسته‌ای ستاره‌ای و سنتزهای هسته‌ای کیهانی می‌نامیم.

با نگاه کیفی، جوش به دما و چگالی بالایی نیاز دارد تا انرژی جنبشی هسته وارهها بر سد کولنی غلبه نماید. اگر ذرات باندازه کافی بهم نزدیک شوند [از مرتبه ۱ فرمی ( $f$ ) که  $10^{-15}m$  است]، آنگاه طبیعت جذب کننده نیروی هسته‌ای قوی بر طبیعت دافعه نیروی الکترومغناطیسی چیره می‌شود. قطعاً جهان اولیه هر دو معیار را ارضاء می‌کند. جالب توجه است، شرایطی در آنجا هنگامی که جهان بسیار داغ و چگال بود تا جوش صورت گیرد، وجود داشت. برای مثال، در فرآیند جوش پروتونهای منفرد (هسته‌های هیدروژن) برای ساختن ذرات آلفا (هسته‌های هلیوم)، بایستی دوترونها پایدار نگهداشته شوند. ذرات آخر هسته‌های ایزوتوپ سنگین (دوتریوم) هیدروژن هستند که شامل یک پروتون و یک نوترون می‌باشند. در مراحل بعدی دو پروتون می‌توانند با دوترون زیادتر برخورد کرده و  ${}^3\text{He}$  و سپس  ${}^4\text{He}$  را شکل بدهند. اما دوترونها به سادگی توسط پرتوهای گاما با انرژی بالا شکسته می‌شوند - فرآیندی که تجزیه نوری نامیده می‌شود. بنابراین حتی اگر پروتونها در عمر قبل از ۱ ثانیه برای جوش خوردن

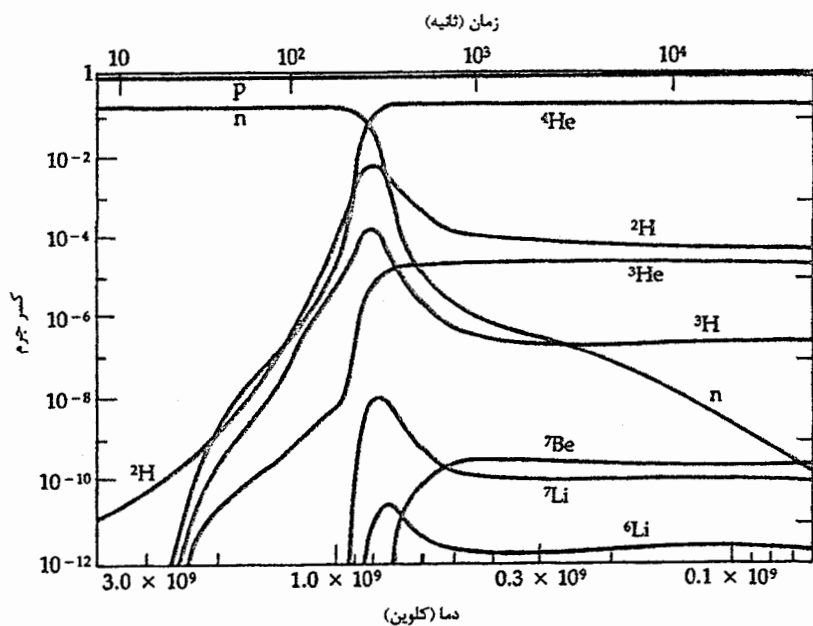
موجود می‌بودند، در آن هنگام دوتا از آنها در اثر جوش یک دوتریون، یک پاد الکترون، و یک فوتون را شکل می‌دادند، دوتریون قبل از اینکه هسته  ${}^4\text{He}$  پایدارتر شکل بگیرد از بین می‌رفت. از این رو، جوش نمی‌تواند جلو برود تا اینکه جهان به خوبی تا زیر  $10^{11}\text{K}$  سرد شود.

در زمانی که جهان  $10^2\text{s}$  عمر داشت، دما به حدود  $10^9\text{K}$  سقوط کرد، و تعداد زیادی فوتون با انرژی کافی وجود داشت تا دوترونها را تجزیه نوری نماید. در این مرحله سنتزهای هسته‌ای کیهانی با حرارت شروع شدند. تمام ایزوتوپهای هیدروژن و هلیوم با عدد اتمی ۴ یا کمتر تولید شدند، اما تنگراهها مانع از ساختن عناصر سنگین شدند. این تنگراهها به این علت رخ دادند چون هیچ هسته‌ای با عدد اتمی ۵ تا ۸ وجود ندارد. تنها رگه‌های کوچکی از  ${}^6\text{Li}$  و  ${}^7\text{Be}$  تولید شده‌اند. همان طور که جهان به سرد شدن و انبساط ادامه داد، دما و چگالی نیز به سقوط کردن ادامه دادند. بنابراین حتی اگر بعضی از هسته‌های سنگین تر از هیدروژن ساخته می‌شدند و از اینرو توانایی سوخت برای سنتزهای هسته‌ای بیشتر موجود می‌بود، سقوط چگالی و دما دیگر نمی‌توانست از ذرات با انرژی بیشتر از سد کولنی حمایت نماید. با عمر  $10^3\text{s}$ ، جهان از تولید واکنشهای جوش باز می‌ایستد. شکل (۲۶-۱) انباشته شدن دوتریوم،  ${}^3\text{He}$ ،  ${}^4\text{He}$ ،  ${}^6\text{Li}$  و  ${}^7\text{Be}$  (تمام اینها نسبت به چگالی جرمی کل هستند) را نسبت به زمان در خلال فاز سنتز هسته‌ای کیهانی نمایش می‌دهد.

عدم توافق کمی در میان محاسبات نظری وجود دارد.  ${}^4\text{He}$  بایستی دارای کسر جرمی ۲۵٪، دوتریوم و  ${}^3\text{He}$  بایستی حدود  $10^{-4}$  برابر فراوانی هیدروژن و لیتیوم و برلیوم هر دو بایستی حدود  $10^{-10}$  -  $10^{-9}$  برابر فراوانی هیدروژن باشند.

مشاهدات فراوانی‌های این هسته وارهها با افزودن آثار سنتزهای ستاره‌ای پیچیده‌تر می‌شوند.  ${}^4\text{He}$  محصول اصلی جوش ستاره‌ای است، و دوتریوم،  ${}^3\text{He}$  هر دو تنها تولید نمی‌شوند بلکه هم چنین در شرایط متغیر داخل و جو ستاره‌ای می‌سوزند. بهر صورت، هنگامی که این آثار توسط الگوهای نظری مرتب شوند، نتایج بسیار نزدیک به نتایج حاصل از پیش‌بینی‌های الگوهای جهان اولیه هستند و به پارامترهای غیر قطعی خیلی حساس نمی‌باشند. از توافق نزدیک بین نظریه و مشاهدات فراوانی‌های کیهانی دیده می‌شود که احتمالاً چیزهای زیادی راجع به حالت جهان در خلال دوره ۱ تا  $10^3$  ثانیه می‌دانیم. بنابراین برای تکذیب دیدن تناقض عدم آگاهی دقیق مربوط به هنگام وقوع انفجار بزرگ، می‌توانیم بیان کنیم که دقیقاً مطالب زیادی راجع به فرآیندهایی که رخ دادند نمی‌دانیم. به نظر می‌رسد، مثل اینکه

می‌توانیم معلومات خود از قوانین فیزیک را به زمانهای بسیار اولیه توسعه دهیم. البته، موفقیت‌های ما بانجام رسیده‌اند زیرا ما هنوز به زمان باندازه کافی اولیه نرسیده‌ایم تا از انرژی‌هایی که در مطالعات انرژی هسته‌ای قابل دسترس می‌باشند، عبور کنیم. همان طور که سعی داریم تدریجاً زمانهای زودتر و انرژی‌دارتر را در مابقی این فصل تجربه کنیم، هم چنین به سمت عدم قطعیت حرکت خواهیم نمود. مجدداً، وحدت بین بزرگ و کوچک را می‌بینیم. اگر بتوانیم شتابدهنده‌های بزرگتر و پر قدرت‌تر را روی زمین بسازیم و عمیقتر به داخل کارهای فیزیک ذرات بنگریم، می‌توانیم جهان را به صورت یک مجموعه کلی بهتر درک نماییم. در مرحله‌ای، دیگر نمی‌توانیم دستگاه‌های بزرگتری بسازیم، و آنگاه بایستی در انتها جهان را به عنوان شتاب دهنده نهایی ذره بپذیریم!



شکل ۲۶-۱. سنتز هسته‌ای در انفجار بزرگ. محور بالا عمر جهان را مشخص می‌کند؛ محور پائین دما را معین می‌کند؛ محور قائم فراوانی بر حسب کسر جرم کل می‌باشد. (انتخاب شده از نمودار رسم شده توسط آر. وی. واگنیز<sup>۱</sup>)

## کاربرد مفهومی

## فراوانی های هلیوم کیهانی

اجازه دهید مقدار  ${}^4\text{He}$  تولیدی توسط سنتز هسته ای کیهانی را تخمین بزنیم. در بخش (۲۶-۲) عنوان کردیم که جوش نمی تواند تا سرد شدن به زیر دمای  $10^{10}\text{K}$  شروع شود. بالای این دمای بحرانی پروتونها و نوترونها به طور پیوسته در اثر اندرکنشها با نوترینوها و جفت های الکترون - پاد الکترون به یکدیگر تبدیل می شوند، اما زیر  $10^{10}\text{K}$  نوترینوها از این فرآیند جدا می شوند، و نابودی تمام پادالکترونها را جابجا کرده و فقط تعدادی الکترون بجای می ماند. می توانیم نسبت تعداد نوترونها به پروتونها در  $10^{10}\text{K}$  را با استفاده از معادله بولتزمن (۱۳-۸) تخمین بزنیم. سازه تناسب برای نوترون و پروتون ۱ است، بنابراین نتیجه می گیریم که

$$\frac{n_n}{n_p} = e^{-(m_p - m_n)c^2/kT} = e^{-(1/5 \times 10^{10}/T)} = 0.22$$

(توجه داشته باشید که تابع نمایی در زمانهای زودتر و داغتر بسیار به صفر نزدیک است؛ بنابراین تعداد مساوی از پروتون و نوترون وجود دارند.) در این مرحله بازا هر  $100$  پروتون  $22$  نوترون وجود دارند. به علت تجزیه نوری تا رسیدن  $T$  به  $10^9\text{K}$ ، نوترونها با پروتونها ترکیب نمی شوند تا دوترونها شکل بگیرند، اما نوترونهای آزاد با نیمه عمر حدود  $636$  ثانیه تلاشی می کنند. از معادله (۲۵-۳۲) تخمین زده می شود که رسیدن به  $10^9\text{K}$  در دوره حدود  $225$  ثانیه می باشد، بنابراین از معادله (۴-۳)، تخمین می زنیم که حدود  $32\%$  نوترونهای آزاد تلاشی پیدا کرده اند. این نتیجه برای ما بازا هر  $105$  پروتون تعداد  $17$  نوترون آزاد باقی می گذارد. (نوترونها به پروتونها تلاشی بتا می کنند.) اگر اکنون فرض مورد قبولی بنمائیم که تمام نوترونهای باقی مانده ابتدا با پروتونهای منفرد ترکیب می شوند تا دوتریوم را بسازند و سپس ادامه می یابند تا  ${}^4\text{He}$  را بسازند، در نتیجه بازا هر  $8$  یا  $9$  هسته  ${}^4\text{He}$  به تعداد  $88$  ذره  ${}^1\text{H}$  می رسیم. به علت اینکه هسته های  ${}^4\text{He}$  چهار برابر هسته  ${}^1\text{H}$  جرم دارند، تخمین زده می شود که حدود  $28\%$  از جرم ذرات هسته های  ${}^4\text{He}$  می باشند. این محاسبه ساده نتیجه ای را ارائه می دهد که مقدار آن نزدیک به  $25\%$  مقدار پیدا شده توسط تجزیه و تحلیل های دقیقتر می باشد.

## ۲۶-۳ فیزیک ذرات

در شرایط امروزی جهان، ذرات تحت تاثیر چهار نیروی طبیعت می باشند. آنها عبارتند از نیروهای هسته ای قوی، الکترومغناطیسی، هسته ای ضعیف، و گرانشی. خصوصیات مهم آنها

در جدول (پ ۴-۱) سیاه‌بندی شده‌اند. نیروهای هسته‌ای بسیار قوی می‌باشند اما در بازه محدودی عمل می‌کنند - فقط حدود ابعاد هسته‌ای یک اتم. اگر چه گراننش ضعیف‌ترین نیرو است، اما بر ساختار و دینامیک جهان غالب است، زیرا بازه آن نامحدود بوده و هیچ بار منفی ندارد. اکنون می‌دانیم که نیروهای هسته‌ای ضعیف و الکترومغناطیسی در انرژی‌های بالا و وحدت یافته‌اند. تنها در شرایط نسبتاً سرد و انرژی پائین جهان حاضر است که دو نیرو به صورت متفاوتی عمل می‌کنند. می‌توان قسمتی از آینده فیزیک ذره را با درک کوششهای صورت گرفته برای وحدت یافتن نیروی الکترومغناطیسی ضعیف با نیروی هسته‌ای قوی و نهایتاً با گراننشی پیش‌بینی نمود.

نظریات وحدت بزرگ (GUT) بعضی از اشکال اختیاری الگوی استاندارد را با وحدت دادن نیروی هسته‌ای قوی با نیروی الکترومغناطیسی وحدت یافته فعلی حذف می‌کند. (بخاطر بیاورید که این نیروها در انرژی‌های بسیار بالا به صورت یکسان ظاهر می‌شوند.) در این الگوها کوارکها، پادکوارکها، و پاد لپتونها می‌توانند به یکدیگر تبدیل شوند. موفقیتهای GUTها شامل توضیح ساده‌ای برای اینکه چرا بارهای الکتریکی کوانتیده هستند، می‌شود. (این کمیت یکی از پارامترهای آزاد در الگوی استاندارد می‌باشد.)

اغلب GUTها پیش‌بینی‌های مهم زیادی راجع به کیهان‌شناسی می‌نمایند. اولین آن این است که احتمالاً پروتونها با نیمه عمر حدود  $10^{32}$  سال تلاشی می‌کنند. به علت اینکه جهان تنها  $10^{10}$  سال عمر دارد، این اتفاق تاثیری فوری بر بشر ندارد! بهر صورت، به طور فلسفی این نتیجه دلالت بر آن دارد که عناصری که ماده را می‌سازند همان طور که به آن آگاهیم، تنها یک فاز عبوری می‌باشند. (یک مساله با GUTها این است که هیچ آزمایشی تاکنون تلاشی پروتونها را آشکارسازی نکرده است، و آزمایشها باندازه کافی حساس بوده‌اند تا بر این پایه بعضی از GUTها را حذف نمایند.)

پیش‌بینی دوم، به فوریت تا این وضعیت، این است که (مجدداً بیشترین) GUTها پیش‌بینی می‌کنند نوترینوها بدون جرم نیستند. تخمینهای جرمهای سکون نوترینوها در بازه پائین از  $30\text{ eV}$  شروع می‌شود (بدین معنی است که انرژی جرم سکون،  $mc^2 = 30\text{ eV}$ ). دلیلی داریم تا باور کنیم که تعداد زیادی نوترینو وجود دارد. بنابراین اگر جرم آنها در بازه چند تا چند ده الکترون ولت باشد، سپس آنها به سادگی می‌توانند به عنوان مسائل جرم گمشده و ماده تاریک محسوب شوند.

آخرین پیش‌بینی مورد نظر این است که GUTها متقاضی وجود تعداد زیادی تک قطبی‌های مغناطیسی می‌باشند. این ذرات بسیار سنگین‌اند و بنابراین هم چنین ممکن است با ماده تاریک مشارکت داشته باشند. یک تک قطبی مغناطیسی چیست؟ در تجربه بشری تمام پدیده‌های مغناطیسی با یک دو قطبی شروع می‌شوند - یک جفت قطبهای شمال و جنوب. در یک مغناطیس میله‌ای ساده با هر دو قطب، عمل برش میله به دو قسمت قطبها را منزوی نمی‌کند در عوض دو میله مجزا و هر یک دارای دو قطب می‌شوند. ذرات با خصوصیات مغناطیسی را می‌توان به صورت مغناطیس‌های میله‌ای کوچک و چرخان در نظر گرفت که نمی‌توانند بریده شوند. بنابراین اگر تک قطبی‌های مغناطیسی وجود داشته باشند، خصوصیات آنها کاملاً با آنچه که تاکنون می‌شناسیم متفاوت خواهند بود. مساله دیگری که اکنون می‌توان به چهار مساله معرفی شده در بخش (۲۶-۱) افزود پیش‌بینی وجود تک قطبی‌های مغناطیسی فراوان توسط GUTها می‌باشد که بایستی نه تنها آنها را تاکنون به سادگی آشکارسازی کرده باشیم (تاکنون نکرده‌ایم) بلکه هم چنین ما بایستی توسط آنها پوشانده شده باشیم. چرا تک قطبی‌های مغناطیسی را آشکارسازی نکرده‌ایم؟

ذره دیگری که باید به آن اشاره شود بوزون هیگز<sup>۱</sup> می‌باشد. تاکنون آشکارسازی نشده است، و خصوصیات آن که به طور نظری پیش‌بینی شده است به طور جهانی مورد قبول نیست. ذره هیگز مسئول شکست تقارن خود به خودی است، بعداً خواهیم دید که آن مسئول تورم می‌باشد. هم چنین بنظر می‌رسد که اندرکنش ذره هیگز و دیگر ذرات منجر به عمده‌ترین خصوصیت تمام آنها می‌شود - جرم.

یکی از الحاقات نظریات ذره ابر تقارن نامیده می‌شود و در صورتی برقرار است که یک جفت شدگی از بوزونها و فرمیونها وجود داشته باشد. اسامی ذرات ابر تقارنی بوزونها با افزودن <sup>۲</sup> به انتهای نام بوزون ساخته می‌شود. برای مثال، فوتینو<sup>۳</sup> فرمیون ابر تقارن فرضی برای فوتون می‌باشد. نمونه‌های دیگر زینوها<sup>۴</sup>، وینوها<sup>۵</sup> (!)، گلثوینوها<sup>۶</sup>، و هیگزینوها<sup>۷</sup> نامیده می‌شوند. اسامی ذرات ابر تقارن فرمیونی با افزودن اس<sup>۸</sup> به اول نام (مثلاً، اس کوارکها<sup>۹</sup> و

1- Higgs boson

2- ino

3- Photino

4- Zinos

5- Winos

6- Gluinos

7- Higgsinos

8- S

9- squarks

اس لپتونها<sup>۱</sup>) ساخته می‌شود. تا کنون هیچ ذره ابر متقارنی را به صورت تجربی پیدا نکرده‌ایم.

## ۲۶-۴ نظریه تورم

خوشبختانه، اکنون نظریه برجسته‌ای داریم که اکثر مسائل کیهان‌شناسی را توضیح می‌دهد که در این فصل معرفی شده است. این نظریه در ابتدا توسط ای. گوث<sup>۲</sup> که آن را نظریه تورم (برای دلائلی که بزودی مشخص خواهد شد، هیچ ارتباطی با اقتصاد ندارد!) نامید گسترش داده شد. بعداً اصلاحات مهمی توسط ای. آلبرچت<sup>۳</sup>، پی. اشتین هاردت<sup>۴</sup>، و ای. لیند<sup>۵</sup> به آن اضافه شد. قبل از توصیف تورم، اجازه دهید اندکی توقف کنیم و تقارنها و تغییرات فاز را بررسی نمائیم. این پدیدهها مجادلات مبهمی در فیزیک جدید می‌باشند - با اضافه تورم. تقارن آنقدر مهم است که وجود بعضی از ذرات می‌تواند به تنهایی با اطمینان براساس مجادلات تقارنی پیش‌بینی شود. یک مثال کوارک فوقانی<sup>۶</sup> است، که به هیچ طریقی تا سال ۱۹۹۴ م. کشف نشده بود اما "بایستی" وجود داشته باشد تا تقارن کوارک‌های تحتانی<sup>۷</sup> و سه نسل از کوارکها و لپتونها را حفظ کند.

یک تشابه ممکن است این مفاهیم را برای درک آسانتر کند. تشابه ما این است که تصور کنید جهان داغی را که فقط از اتمهای هیدروژن و اکسیژن تشکیل شده و سرانجام به مولکولهای آب تبدیل خواهند شد، شروع می‌کنیم. در زودترین دوران در الگوی ما، دما آنقدر زیاد است که فاز آن گازی است؛ و هر مولکولی که تشکیل می‌شود بلافاصله مجدداً تجزیه می‌شود. در این مرحله الگوی جهان بسیار متقارن است؛ هیچ جهت مرجعی وجود ندارد. همان طور که جهان سرد می‌شود، مولکولها پایدار می‌شوند. در ابتدا مولکولها در حالت گازی می‌باشند، اما هنگامی که فاز در  $100^{\circ}\text{C}$  کمتر رخ می‌دهد. این حالت آخر، یخ، به ویژه به عنوان یک تشابه به علت اینکه یخ عدم تقارنهای متنوعی نظیر تقارنهای چرخشی مولکولی تحت زوایای  $60^{\circ}$ ، و خصوصیات انکساری متفاوت در جهات گوناگون را دارد، مفید می‌باشد؛ هم چنین یخ دارای ترک‌های

1- sleptons

2- A. Guth

3- A. Albrecht

4- P. Steinhardt

5- A. Linde

6- top quark

7- bottom quarks

متفاوتی می‌باشد. اینها را می‌توان به عنوان نقائص توپولوژی و حاوی حبابها (تقریباً نقطه مانند) و شکافهای خطی و صفحه‌ای دانست.

از تشابه با جهان تورمی بر می‌گردیم، مهمترین گذار فاز در حدود  $10^{-35}$ s به هنگام جدا شدن نیروی هسته‌ای قوی از الکترومغناطیسی رخ داده است. این شکست تقارن توسط ذره هیگز تولید شده است. در دمای بحرانی، "حبابهای" (جدا شدن "جهانها"؟) فاز جدید شروع شدند و در درون فاز قبل رشد کردند. بهر صورت، این رشد عوض قانون توانی به صورت قانون نمائی است که در خلال مابقی انبساط نیز حفظ می‌شود.

در خلال تورم نمائی، جهان در حدود هر  $10^{-35}$ s ابعادش را دوبرابر می‌کند و از قطر  $10^{-23}$ cm از زمانی که تورم در حدود  $10^{-32}$ s بود به  $10$ cm افزایش می‌یابد. خود فضا در خلال این دوره بسیار سریعتر از تندی نور رشد نمود (نه نقض علیت زیرا اطلاعات از نقطه‌ای به نقطه دیگر با آهنگ سریعتر از  $c$  عبور نکرده است). بنابراین خصوصیات حرارتی یک "حوزه" کوچک درون نواحی زیادی به ابعاد  $ct$  پخش شده است - در نتیجه مساله همگنی بزرگ مقیاس در زمینه ریزموجی حل می‌شود.

نظریه تورم مساله تک قطبی مغناطیسی را با GUTها و با کاربرد این حقیقت که تک قطبی‌ها تنها در دیواره‌های حوزه‌ها شکل می‌گیرند، حل می‌کند. بنابراین ممکن است تنها تک قطبی از مرتبه ۱ در تمام جهان قابل مشاهده ما موجود باشد. تک قطبی‌ها به عنوان نقائص در متریک فضا - زمان (مشابه با نقائص در یخ) ظاهر می‌شوند.

الگوی تورمی هم چنین مساله اینکه چرا جهان در یک رفتار بسیار طبیعی و با انبساط سریع اینقدر تخت است (چرا پارامتر چگالی اینقدر به ۱ نزدیک است) پاسخ می‌گوید. در اینجا لازم است تا از رابطه بین چگالی و انحناء سپاسگزار باشیم. چگالی بیشتر از مقدار بحرانی انحراف پیدا می‌کند، لذا انحناء فضا - زمان بزرگتر می‌شود. یا به طریقی دیگر بیان می‌کنیم، هر چه جهان تخت‌تر، چگالی به مقدار بحرانی نزدیکتر خواهد بود. اکنون تشابه دیگری را بررسی می‌کنیم - بالنی که در حال باد شدن است. ابتدا بالن بسیار کوچک است، و ناحیه مشخصی از سطح انحناء قابل ملاحظه‌ای را نشان می‌دهد. سپس، همان طور که بالن منبسط می‌شود، به طور افزاینده‌ای همان ناحیه از سطح کمتر انحناء پیدا می‌کند. به طریقه مشابهی، به جهان فشار وارد می‌آید تا تحت تاثیر سازه عظیم انبساط ناشی از تورم تخت شود.

هم چنین لازم است تاریخچه حرارتی جهان را در خلال دوره تورم بررسی کنیم. در طول



فاصله کوتاهی قبل از تورم، قطعاً جهان بسیار داغ بود - حدود  $10^{27} K$ . همان طور که دما سقوط کرد، حباب کوچک فاز جدید که جهان قابل مشاهده ما شد، ابر سرد گردید. (در اینجا مجدداً شباهت آب واضح می‌باشد زیرا آب گاهی اوقات می‌تواند در دمای زیر  $0^{\circ} C$  قبل از منجمد شدن مایع بماند. هنگامی که آن منجمد شود گرمای پنهان را آزاد می‌کند زیرا مولکولهای مایع در حال حرکت دارای انرژی بیشتری از مولکولهای یخ نوسان کننده آرام در همان دما می‌باشند.) در انتهای تورم، سپس گرمای پنهان به صورت یک سیل همه گیر از ماده و تابش داغ آزاد می‌شود. در حقیقت، آن همان توپ آتشی است که امروزه باقیمانده اش زمینه ریزموجی دیده شده می‌باشد. تمام ماده و تابشی که قابل مشاهده اند از این واقعه سرچشمه گرفته اند.

## ۲۶-۵ شکل گیری کهکشانی

اجازه دهید بررسی کنیم که چگونه ساختارها شکل گرفتند تا کپه‌های ماده را که امروزه ما به صورت کهکشانه‌ها، خوشه‌ها و ابرخوشه‌ها می‌بینیم، تولید کنند. در یک الگوی انفجار بزرگ داغ برای جهان، تنها ماده موجود برای شروع یک گاز در حال انبساط بود که از هیدروژن و هلیوم ساخته شده بود. در زمانی پیش از دوره جدا شدن، ماده (گاز) به طور صمیمانه‌ای با میدان تابشی گره خورده بود. این اتفاق عمدتاً توسط پراکندگی تامسون فوتونهای زمینه از الکترونهای آزاد رخ می‌دهد. به محض اینکه دما به  $3000 K$  سقوط کرد، الکترونها با پروتونها و ذرات آلفا ترکیب شدند تا اتمهای خنثای هیدروژن و هلیوم که مقاطع موثر اندرکنش کمتری با فوتونهای زمینه دارند، شکل بگیرند. بنابراین، از این لحظه، ماده از فراگیری میدان تابشی آزاد شد.

### (الف) آشفته‌گی‌ها

هدف اصلی ما از دنبال نمودن شکل گیری کهکشانی این است که بفهمیم چگونه کپه‌های کوچک در گاز شکل گرفته و سپس چگالی آن رشد کرد. کپه‌ها، آشفته‌گی‌ها نامیده می‌شوند، به صورت موجهای در حال عبور از محیط رفتار می‌کنند. یک موج شامل نواحی مکملی از چگالی بیشتر و کمتر از چگالی متوسط است. چگالی در یک ناحیه را با استفاده از تمایز چگالی  $\frac{\Delta \rho}{\rho}$  بهنجار می‌کنیم. تحت شرایط خاصی، نواحی با چگالی اندکی بالاتر از چگالی متوسط به علت آثار گرانشی بسیار آهسته‌تر منبسط می‌شوند، و تمایز چگالی با زمان زیاد می‌شود. برای نواحی با چگالی کمتر از چگالی متوسط، انبساط از آهنگ متوسط بالاتر است، بنابراین چگالی سریعتر از

مقدار متوسط سقوط می‌کند. لذا، آثار گرانش در جهان در حال انبساط سبب تقویت تمایزهای چگالی اولیه می‌شود.

تحت چه شرایطی آشفته‌گی‌ها رشد می‌کنند؟ مساله عمومی ابرهای گازی در حال فروریزش در اوائل این قرن توسط جیمز جینز<sup>۱</sup> توصیف شده است. سوال این است چه موقع شیب‌های فشار درون یک ابرگازی توسط نیروهای گرانشی فراگیر می‌شوند؟ مقیاس طول  $l$  که طول جینز نام‌گذاری شده است طول موجی را مشخص می‌کند که در آن جرم کل یک مقدار بحرانی دارد. برای آشفته‌گی‌ها با طول موج  $l < l_J$  گرانش بر دینامیک فراگیر می‌شود، در صورتی که برای  $l > l_J$  فشار فراگیر می‌شود و آشفته‌گی درست مانند یک موج صوتی رفتار می‌کند.

مقیاس طول مهم دیگر  $l_D$ ، مقیاس میرایی، است. برای کوچکترین طول موجها، آنهایی که  $l < l_D$ ، امواج انرژی را به وشکسانی و هدایت گرمایی می‌دهند و سپس میرا می‌شوند.

بایستی بین دو نوع آشفته‌گی تفاوت قائل شویم. در اولی، آشفته‌گی‌های بی‌در رو، چگالی ماده و دمای تابش هر دو افت و خیز پیدا می‌کنند. این دو توسط  $\frac{\Delta\rho}{\rho} = 3\frac{\Delta T}{T}$  بهم مربوط هستند. در نوع دوم، آشفته‌گی‌های هم‌دما، نام خود را از این حقیقت که هیچ افت و خیزی در تابش وجود ندارد (از اینرو  $T$  ثابت است) تا افت و خیزهای ماده را همراهی کند، دریافت می‌کنند.

اگر افت و خیزهای هم‌دما فراگیر شوند، آنگاه تاریخچه شکل‌گیری کهکشانی به صورت بعد می‌باشد. در خلال دوره تابش، آشفته‌گی‌ها نه تقویت می‌شوند و نه تلف می‌گردند. در مرحله جدا شدن، طول جینز به مقیاسی مربوط می‌شود که جرم  $10^6 M_{\odot} - 10^5$  را در بر می‌گیرد. سپس آشفته‌گی‌هایی باین ابعاد و بزرگتر از آن به صورت  $\frac{\Delta\rho}{\rho} \propto t^{2/3}$  رشد می‌کنند. این مقدار  $l_J$  مربوط به جرم خوشه‌های کروی است. ساده‌ترین سناریویی که شکل‌گیری کهکشانها دارند توسط گردهم آمدن خوشه‌های کروی در اثر گرانش می‌باشد، و شکل‌گیری خوشه‌های کهکشانی توسط گرد هم آمدن کهکشانها. این مثالی از نظریه پائین به بالا است که در آن بزرگترین ساختارها بعد از ساختارهای کوچکتر شکل گرفته‌اند.

برای آشفته‌گی‌های بی‌در رو تاریخچه اندکی پیچیده‌تر است. در بلندترین مقیاس طول آشفته‌گی‌ها همواره  $l < l_J$  است، و در هر دو دوره فراگیری ماده و تابش آنها رشد پیدا می‌کنند، اما در ابتدا ممکن است مقیاس طولهای متوسط رشد کنند، سپس نوسان نمایند، و آنگاه مجدداً رشد کنند. این بدان دلیل رخ می‌دهد زیرا  $l_J$  در خلال دوره تابش رشد می‌کند اما در مرحله جدا

شدن سریعاً سقوط می‌نماید. به علت اینکه بزرگترین مدهای بی در رو در سراسر تاریخچه جهان رشد می‌کنند، لذا آنها الگوهایی را نمایش می‌دهند که بزرگترین ابرهای گازی قبل از اینکه ابرهای گازی با مقیاس کوچکتر فرو بریزند تا کهکشانشان شکل بگیرند، به خوبی از یکدیگر جدا می‌شوند. بنابراین این‌ها الگوهای از بالا به پایین می‌باشند.

تا قبل از سال ۱۹۹۲ م. هیچ مشاهده‌ای از آشفستگی‌هایی که به ساختارها در جهان تبدیل شوند، نداشتیم. قبل از این زمان، مشاهدات تابش زمینه کیهانی (CBR) روی سه صورت تاکید می‌کردند: (۱) طبیعت جسم سیاه تابش، (۲) علامت دو قطبی که حرکت محلی ما را نسبت به CBR نشان می‌دهد، و (۳) فقدان ساختاری دیگر در CBR. به ویژه، هیچ افت و خیزی در تابش زمینه که به "هسته‌های" ضروری برای شکل‌گیری کهکشانشان، خوشه‌ها، یا ابرخوشه‌ها مربوط بود، پیدا نشد. بهر صورت، بعد از دو سال از دریافت داده‌های پروازی، طبیعت آماری افت و خیزها در تراز  $10^{-5} \approx \frac{\Delta T}{T}$  در داده‌های COBE با دارا بودن تفکیک جهتی حدود  $10^\circ$ ، تایید شد. اخیراً، اندازه‌گیری‌های زمینی ۱۰-۱۵GHz<sup>۱</sup> از تعریف<sup>۱</sup> اولین نظرهای اجمالی اشکال منفرد در CBR را آشکارسازی نموده است. به علت اینکه این مشاهدات زمینی دارای تفکیک حدود  $5^\circ$  می‌باشند، که در دوران حاضر مربوط به فاصله حدود ۵۰ Mpc است، اجرام تا حدی بزرگتر از ابر خوشه‌هایی هستند که امروزه در مطالعات نور می‌بینیم، اما چیره شدن بر اختلاف کار بسیار دشواری نیست. شاید هاله‌هایی مربوط به ابر خوشه‌ها وجود داشته باشند که در توزیع کهکشانی نمی‌توانند دیده شوند.

### (ب) نتایج نظریه ساختار بزرگ مقیاس

مشاهدات ساختارهای بزرگ مقیاس جنبه مفید خاصی برای این ساختارها دارند. شهرت و شانس (نه خیلی محتمل!) می‌تواند به ستاره‌شناسانی روی بیاورد که بزرگترین ابر خوشه‌ها یا تهی جاها را پیدا می‌کنند. هنوز نتیجه نهایی چنین مشاهداتی بر بیهودگی زودگذر سبقت نگرفته است زیرا اجرام واقع در منتهی الیه رده‌های مهم نظریات را به حدود می‌رانند و می‌توانند در مقابل ایده‌های غیرصحیح تفاوت قائل شوند. هیچ جا این موضوع بیشتر از کیهان‌شناسی دیده نشده است. برای مثال، الگویی که می‌تواند خوشه‌های کهکشانی قابل قبولی را بسازد ولی نمی‌تواند ابر خوشه‌ها را بسازد بایستی کنار گذاشته شود.

آنگاه یک کار مهم برای مشاهده گره‌ها این است که نه تنها طول‌های مقیاس نمونه را برای ابر خوشه‌ها و تهی جاها معین کنند بلکه هم چنین برای بزرگترین مثالها نیز انجام دهند. مشابهاً، نیاز داریم تا بفهمیم آیا تمام کهکشانها به سیستم‌های بزرگتر تعلق دارند. اکنون، چنین به نظر می‌رسد. اگر کهکشانهایی وجود داشته باشند که واقعاً منفرد باشند، تعداد و تابندگی آنها نمی‌تواند خیلی بزرگ باشد. این بدان معناست فرآیندهای فیزیکی که ساختارهای بزرگ مقیاس را خلق می‌کنند بایستی بسیار موثر باشند.

اکنون اجازه دهید به بینیم مشاهدات چگونه نظریه‌های جاری را محدود می‌کنند. اگر چه بخشهایی از الگوهای نظری مبتنی بر روشهای تحلیلی هستند، اما برای چنین مساله پیچیده‌ای الگوسازی رایانه‌ای بر پایه بس ذرات یا مناطق کاری اساسی می‌باشد. اخیراً، اغلب کدهای رایانه‌ای کهکشانها را به عنوان ذرات بدون برخورد معرفی می‌کنند؛ اینها شبیه‌سازهای  $N$  جسمی می‌باشند. مسلماً، شبیه‌سازهای هیدرودینامیکی (سیال) و هیدرودینامیکی مغناطیسی نیز دنبال خواهند شد.

به علت اینکه برای باور  $\Omega = 1$  دلائل مهم نظری وجود دارند، لذا فرض شده است که تقریباً ۹۰٪ از جهان حاوی ماده تاریک می‌باشد. شبیه‌سازی‌های عددی بایستی فرضهایی اساسی راجع به طبیعت ماده تاریک بنمایند. یک انتخاب، انتخاب بین ماده تاریک داغ (hdm)<sup>۱</sup> و ماده تاریک سرد (cdm)<sup>۲</sup> می‌باشد. ذرات داغ آنهایی هستند که به هنگام ورود به افق با تندی‌های نسبیتی حرکت می‌کنند. تنها نامزدی که اخیراً داریم نوترینو می‌باشد. در این زمان، به نظر می‌رسد نوترینو دارای جرم سکون صفر باشد، اما اگر حتی یک جرم سکون غیرصفر کوچکی پیدا شود آنگاه نوترینوهای کافی برای مشارکت در تمام یا قسمت عمده جرم کل ماده تاریک وجود خواهد داشت. عوض cdm امکان‌ات بیشتری دارا می‌باشد، که فرضیه‌های زیادی را شامل می‌شود اما تاکنون به عنوان ذرات با جرم غیرصفر آشکارسازی نشده‌اند ولی اندرکنش زیادی با ماده عادی ندارند؛ مجموعاً این ذرات به عنوان WIMP ها (ذرات وزین اندرکنشی ضعیف<sup>۳</sup>) شناخته شده‌اند.

در الگوهای hdm، ذرات می‌توانند تا فواصل بسیار دور جریان یابند. بنابراین، برای آنها نسبتاً ساده است تا ساختارهای بزرگ نظیر ابر خوشه‌های رشته‌ای را بسازند یا تهی جاهای بزرگ

1- hot dark matter

2- cold dark matter

3- Weakly Interacting Massive Particles

را خالی نمایند. این الگوها برای ساختن کهکشانها مشکلات بیشتری دارند، و اکثر نظریات مساعد الگوهای  $\text{cdm}$  هستند.

به علت اینکه ماده تاریک در الگوهای  $\text{cdm}$  کند حرکت می‌کند، ممکن است به طور گرانشی به خوشه‌ها یا هاله‌های کهکشانی منفرد وابسته باشد. در یک نوع از رده عمومی  $\text{cdm}$ ، شکل‌گیری کهکشانی اریب را فرض می‌کنند. تاکنون، به طیف دامنه‌های افت و خیز چگالی اشاره‌ای نکرده‌ایم. البته اکثریت آنها داخل  $1\sigma$  متوسط قرار می‌گیرند. شکل‌گیری اریب فقط وقتی رخ می‌دهد که اگر بیشترین آشفتگیها، کهکشانهای غول تابان را شکل بدهند. آشفتگیهای ۳ یا ۴۵ نیز احتمالاً بهم وابسته هستند - برای واقع شدن به نزدیکتر از مقدار متوسط به هم. آزمایشی از این الگو این است که توزیعی از کهکشانهای کوتوله را مشاهده نمائیم. آنها از آشفتگیهای  $1\sigma$  نتیجه می‌شوند؛ آنها بسیار آهسته‌تر فروریزش کرده‌اند، و به طور گسترده‌تری توزیع شده‌اند. شاید کوتوله‌ها در تهی جاها نسبتاً معمولی باشند.

علاوه بر اینکه ماده تاریک داغ یا سرد می‌باشد، نسبت به اینکه باریونی هستند یا نه نیز دلوپس هستیم. به وضوح الگوهای  $\text{hdm}$  غیرباریونی هستند زیرا نوترینوها لپتونی می‌باشند. دیگر  $\text{WIMP}$  های فرض شده نیز باریونی نیستند؛ وگرنه آنها "اندرکنش کننده‌های ضعیف" نمی‌بودند. یک مجادله مربوط به طبیعت غیرباریونی ماده تاریک مربوط به افت و خیزهای  $\text{CBR}$  با دامنه بسیار کوچک می‌باشد. سیر استدلال این است که افت و خیزهای آشکارسازی شده در دامنه کوچکتر از آن هستند که ساختارهای امروزی را بسازند و از افت و خیزهای ماده تاریک، که در جرم فراگیر هستند، نیز کوچکتر می‌باشند زیرا فوتونهای ریزموج به طور قوی با ماده اندرکنش می‌کنند و در نتیجه آن را "بهم می‌زنند". بعد از دوره جدا شدن، ماده باریونی آزاد است تا در چاه‌های پتانسیل گرانشی ماده تاریک جمع شود.

مشاهدات مولفه غیرباریونی ماده تاریک بایستی به صورت غیرمستقیم دنبال شود. بهر صورت، می‌توان با قدری تلاش نه چندان سخت مولفه باریونی ماده تاریک را آشکارسازی کرد، که بسیار کمتر از  $\text{WIMP}$  ها عجیب هستند اما به جمعیت عظیمی از اجرام بسیار فشرده، نظیر مشتری‌ها (یعنی، سیارات بزرگ)، کوتوله‌های سفید، ستارگان نوترونی، و یا سیاه چاله‌ها نیاز دارند. (در مجموع، این گروه  $\text{MACHO}$  ها، برای اجرام هاله‌ای فشرده وزین<sup>۱</sup>، نام‌گذاری شده‌اند.) کوتوله‌های سفید دارای نسبت جرم به تابندگی<sup>۴</sup>  $10^4$  یا بیشتر هستند؛ بنابراین جمعیت

بزرگی از آنها می تواند نسبت های  $\frac{M}{L}$  کهکشانی یا خوشه های کهکشانی را تا مقادیر بالای نامناسب تعیین شده توسط قضیه ویرال بالا ببرد. حتی اجرام سیاره ای، ستارگان نوترونی، و سیاه چاله ها نیز دارای نسبت های بزرگتر  $\frac{M}{L}$  می باشند؛ بنابراین حتی آنها در تاثیر گذاری کلی بر نسبت های  $\frac{M}{L}$  بیشتر موثرند. مساله مربوط به پیشنهاد این نوع اجرام به عنوان علت پدیده ماده تاریک این است که هیچ دلیل نظری یا مشاهده ای برای شکل گیری تعداد زیاد اجرام مورد نیاز و پراکنده کردن آنها در حجم های بزرگ نداریم - بسیار بزرگتر از آنچه که توسط جمعیت های ستاره ای عادی اشغال شده اند. اگر چه هیچ الگویی نداریم، اما حداقل می توانیم سعی کنیم MACHO ها را با نگاه کردن به تعداد زیادی از ستارگان برای پوشیدگی های احتمالی توسط اجرام تاریک کوچک مشاهده نمائیم. چندین گروه ابرهای ماژلان و برآمدگی هسته ای راه شیری را برای چنین وقایعی دیده بانی می کنند. طراحی مشاهدات این گونه است که باید میدان ستاره ای بسیار غنی (غنی بدلیل اینکه هر پوشیدگی کاملاً غیر محتمل است) را که در طول خط دید شامل جمعیت MACHO مورد انتظار است، انتخاب کرد. علامت پوشیدگی یک MACHO این است که آن گذرا و با تقارن زمانی بوده و بر رنگهای ستاره زمینه اثر نمی گذارد. اینها به واقعه کمک می کنند تا در مقابل "نوفه" ناشی از تغییر ستاره ای استاندارد ایستادگی کند. چند نامزد برای پوشیدگی پیدا شده است، اما تعداد آنها بسیار کم هستند و لذا نمی توان هیچ صحبت دقیقی راجع به اینکه چه مقدار ماده تاریک می تواند برای آنها به حساب آید یا چگونه MACHO ها بین قرص و هاله توزیع شده اند، بیان کرد.

روش دیگری که مشاهدات ممکن است نظریات را مقید کنند، از طریق جایگزینی برای خلق تهی جاها می باشد. گرانی می تواند تمایزهای چگالی را تشدید کند، بنابراین سبب کم شدن چگالی تهی جاها و بزرگتر شدن آن با زمان می شود. یک امکان دیگر این است که تصور کنیم اجرام جمعیت III ابر وزین پیش کهکشانی انفجاری ناحیه ای کروی را خالی کرده و سپس رشد می دهند. این اتفاق تشدید انفجاری تمایز چگالی می باشد. اکثر شکلهای الگوهای انفجاری برای تهی جاهای با قطر بیش از حدود  $10 \text{ Mpc}$  مشکل ساز می باشند. در اینجا مجدداً، پیدا کردن ابعاد بزرگترین تهی جاها برای تفکیک بین نظریه ها، کمک خوبی می باشند.

به خواننده یادآوری می کنیم که مسائل امروز ممکن است توسط نظریه پردازان فردا پاسخ داده شوند. الزاماً از هیچ یک از این الگوها طرفداری نمی کنیم. قصد ما این است تا به شما چیزی راجع به وضعیت فعلی و جهت الگوهای شکل گیری کهکشانی نشان دهیم.

## ۲۶-۶ انتقال به قرمزهای غیرکیهان شناختی

تا این لحظه فرض کرده‌ایم که انتقال به قرمزهای کهکشانیها و اختروشها نتیجه‌ای از انبساط کیهانشناختی می‌باشند. واضح است، مولفه‌ای از انتقال به قرمزها وجود دارد که شار هابلی خاص را نمایش می‌دهد؛ حرکت‌های توده‌ای و حرکات انفرادی در خوشه‌ها (فصل ۲۴) می‌توانند اثری مهم برای کهکشانیهای نزدیک باشند. اما گروهی از ستاره‌شناسان اصرار دارند که آثار غیرکیهانشناختی ممکن است تاثیر خیلی بیشتری داشته باشند؛ آنها باور دارند که اکثر یا تمام انتقال به قرمز اندازه‌گیری شده یک کهکشان یا اختروش ناشی از بعضی از فرآیندهای فیزیکی است که جزء لاینفک جسم می‌باشد.

استدلال‌کنندگان انتقال به قرمزهای غیرکیهانشناختی به این گواه توجه کرده‌اند که بعضی از اختروشها به کهکشانیها مربوط می‌باشند - با احساس مجاورت آنها - و سپس به جستجوی احتمالی یک ارتباط فیزیکی بین کهکشان و اختروش پرداخته‌اند. به طور عمده مجادلات تکیه بر استنباط آماری دارند تا بخواهند نمایش دهند که شانسهای مجاورت کوچک هستند. (به طور متوسط، در هر یک درجه مربع از آسمان اختروشها تا قدر محدود  $19 = +V$  ظاهر می‌شوند.) به نمایندگی دو مثال را ارائه می‌دهیم که هر دو از کارهالتون آرپ<sup>۱</sup> می‌باشند. در یکی، یک جرم شبه اختروش ( $z = 0.44$ ) در جلوی یک کهکشان بیضوی ( $z = 0.009$ ) قرار دارد، برپایه این حقیقت که یک حلقه تاریک اطراف اختروش را احاطه کرده است - شاید مواد نور کهکشان را جذب می‌کنند. آرپ استنتاج می‌کند که این جرم توسط کهکشان پرتاب شده است. او حالت عجیبی را در خوشه کهکشانی ابل ۱۳۶۷ پیدا کرد، که در آن دو اختروش در نزدیکی یک کهکشان واقع بودند (در داخل حدود ۱') - اجتماعی که آرپ استدلال می‌کند آن فقط دارای احتمال وقوع  $7 \times 10^{-6}$  می‌باشد. تاکنون یک ارتباط فیزیکی بین آن دو برقرار می‌باشد.

هم چنین کار دلبلیو. تیفت<sup>۲</sup> برای دید استاندارد آزار دهنده می‌باشد، او شواهدی برای کوانتیده بودن انتقال به قرمزها در کهکشانیهای عادی پیدا کرده است. از آنجایی که روشهای آرپ متمایل به یافتن وابستگی‌های خاص اجرام با انتقال به قرمز کم و زیاد است، اما روش تیفت خصوصیات آماری تعداد زیاد انتقال به قرمزهای کهکشانی را مورد آزمون قرار می‌دهد. ابتدا او دوره تناوب انتقال به قرمز  $72 \text{ km/s}$  را در منحنی‌های چرخش کهکشانی و در تفاوت‌های بین

انتقال به قرمزهای جفت کهکشانشان پیدا کرد. به خصوص مطالعه جفت کهکشان روشن‌گر است زیرا انتظار می‌رود که نمونه‌ای از تفاوت‌های جفت انتقال به قرمز تقریباً گاوسی باشد و قله آن در صفر قرار داشته باشد چون بسیاری از سیستم‌ها از قطب دیده می‌شوند. تاکنون مشاهدات نشان می‌دهند که تفاوت صفر کنار گذاشته می‌شود، و توزیع تفاوت‌ها دارای قله‌های عادی می‌باشند. این کار توسعه یافته است تا به هنگام اعمال یک اصلاح، آثار کلی پیدا شوند که این عمل شبیه به حرکت توده‌ای یا اصلاح مربوط به CBR برای چهارچوب خاصی از کهکشان خودی می‌باشد. به این طریق، چند دوره تناوب کوتا‌تر منجمله  $36 \frac{\text{km}}{\text{s}}$  پیدا شده‌اند.

مهم‌تر تاییدی است که برای نتایج تیفت وجود دارد. بی‌گوتری<sup>۱</sup> و دلیو. نیپر<sup>۲</sup> نمونه نزدیک مستقلی از کهکشانشان را بررسی کردند و دوره‌های تناوب کوانتیده یکسانی پیدا نمودند. اگر سرانجام این نظر پذیرفته شود، نتایج به روشنی تأثیری انقلابی بر کیهان‌شناسی خواهند داشت. توضیحی که توسط تیفت پیشرفت پیدا کرد انبساط عقیده‌ای. لهتو<sup>۳</sup> است که ممکن است در آن زمان حقیقتاً بیش از یک بعد داشته است.

اکثر ستاره‌شناسان بر این باورند که تا با امروز شواهد به طور قوی‌تری تعبیر کیهان‌شناختی را نسبت به غیرکیهان‌شناختی حمایت می‌کنند. به نظر می‌رسد برای اکثر کسانی که کار می‌کنند بسیار مفید است فشار دادن به تصویر "استاندارد" را تا فاصله هر چه دورتر ادامه دهند، اما هم چنین برای افراد شجاع مهم است تا از پایه‌های علم ما سوال کنند. شاید کپرنیک دیگری وجود دارد و در حاشیه منتظر است.

## ۲۶-۷ تاریخچه جهان

اکنون آماده‌ایم تا بهترین ایده‌هایمان را جمع به چگونگی تحول جهان را مرور نمائیم. این تاریخچه با بخشهایی که در آن نیروهای هسته‌ای قوی و ضعیف تا مرحله وجود ذرات مولفه حاکم هستند و در چه اندرکنشهایی در آن زمان مشارکت دارند، مشکل می‌باشد. نیروی الکترومغناطیسی بعد از اینکه انبساط فواصل بین ذرات را به مقیاسهای طولی موثر بیش از نیروهای هسته‌ای کوتاه برد افزایش داد، مهم می‌شود. البته، نیروی گرانش از ضعیف‌ترین نیروها بین چهار نوع نیرو در زمینه می‌باشد که بر انحناء و کند شدن انبساط جهان به عنوان یک مجموعه کلی حاکم است. این

1- B. Guthrie

2- W. Napier

3- A. Lehto



موضوع اتفاق می‌افتد زیرا گرانش به تنهایی دارای بازه موثر بینهایت می‌باشد و همیشه سبب جذب می‌شود؛ هیچ بار گرانشی منفی وجود ندارد که بتواند اثر جاذبه را خنثی کند.

این تاریخچه را برحسب زمان دنبال خواهیم کرد. می‌توانیم به سهولت آن را با استفاده از دما، چگالی جرم، چگالی انرژی، یا مقیاس اندازه جهان به عنوان پارامتری آزاد دنبال کنیم. به خاطر داشته باشید که مفیدتر است برحسب نماها فکر کنیم تا واحدهای خطی. با این احساس، زمان  $10^{-35}$  s به فاصله زمانی دورتری از دوره سنتز هسته‌ای کیهانی ( $10^2 - 10^3$  s) جابجا شده است تا ماکه در زمان  $10^{18}$  -  $10^{17}$  s (۱۰-۱۲ میلیارد سال) بعد قرار داریم. این موضوع را با بررسی اینکه جهان چند مرتبه ابعادش را قبل از دوره سنتز هسته‌ای و بعد از آن تکرار کرده است می‌توان دید.

$10^{-45}$  s هیچ درک واقعی از اینکه در انرژی‌های حاکم قبل از این زمان فیزیک شبیه چه بوده است نداریم. احتمالاً، نیروی گرانش کوانتیده بوده است، و ممکن است ابعادی اضافه بر چهار بعدی که به صورت فضا - زمان تجربه کرده‌ایم، وجود داشته است. ممکن است آشفتگی‌هایی که منشاءشان در افت و خیزهای کوانتومی و درست در آغاز و هنگامی که گرانش کوانتیده بوده است، به کلهکشانها تبدیل شده‌اند.

$10^{-35}$  s این زمان انتهای وحدت بزرگ را مشخص می‌کند. نیروی هسته‌ای قوی از نیروی الکترومغناطیسی جدا شد، در نتیجه تورم بنیاد نهاده شد. قبل از این دوره تعداد کوارکها (و پادکوارکها) و فوتونها برابر بودند، اما فرآیندهای متنوعی که پایداری بار - پاریتی<sup>۱</sup> را نقض می‌کنند از نابودی اکثر کوارکها نتیجه شدند. به علت اینکه نسبت فعلی تعداد فوتونها به باریونها (نتیجه شده از کوارکها) برابر  $10^{11}$  -  $10^9$  است، لذا فقط حدود یک در یک میلیون کوارک از این دوره نابودی نجات پیدا کرده‌اند. هیچ پادکوارکی نجات پیدا نکرده است. این منشاء تقارن باریون/ پاد باریون است و نیز دلیلی است که چرا باریونها در مقایسه با فوتونها نادر می‌باشند.

$10^{-32}$  s تورم خاتمه یافت. "حباب" فاز که جهان مرئی ما است از حدود  $10^{-23}$  cm تا شاید ۱۰ cm رشد نمود - که بلافاصله به بیش از آنچه در حال حاضر می‌بینیم (حدود  $10^{28}$  cm) انبساط یافت. مولفه‌های اصلی جهان عبارت بودند از فوتونها، کوارکها، پادکوارکها، و گلئونهای

رنگی. توجه کنید که پروتونها پایدار نبودند، بنابراین در این مرحله هیچ عنصری وجود نداشت - نه حتی هیدروژن.

$10^{-12}$ s نبروهای هسته‌ای ضعیف و الکترومغناطیسی جدا شدند. توجه داشته باشید که جهان در این زمان  $10^{21}$  بار پیرتر از هنگامی که آخرین واقعه رخ داد می‌باشد. در این دوره فعالیت کمی صورت گرفت، و اغلب آن را "بیابان"<sup>۱</sup> می‌نامند.

$10^{3}$ s -  $10^2$ s این زمان دوره سنتز هسته‌ای کیهانی بود. هسته واره‌ها جوش خوردند، و حدود ۲۵٪ از ماده باریونی جهان را به شکل هلیوم درآوردند. اساساً مابقی باریونها هسته‌های هیدروژن (پروتونها) بودند.

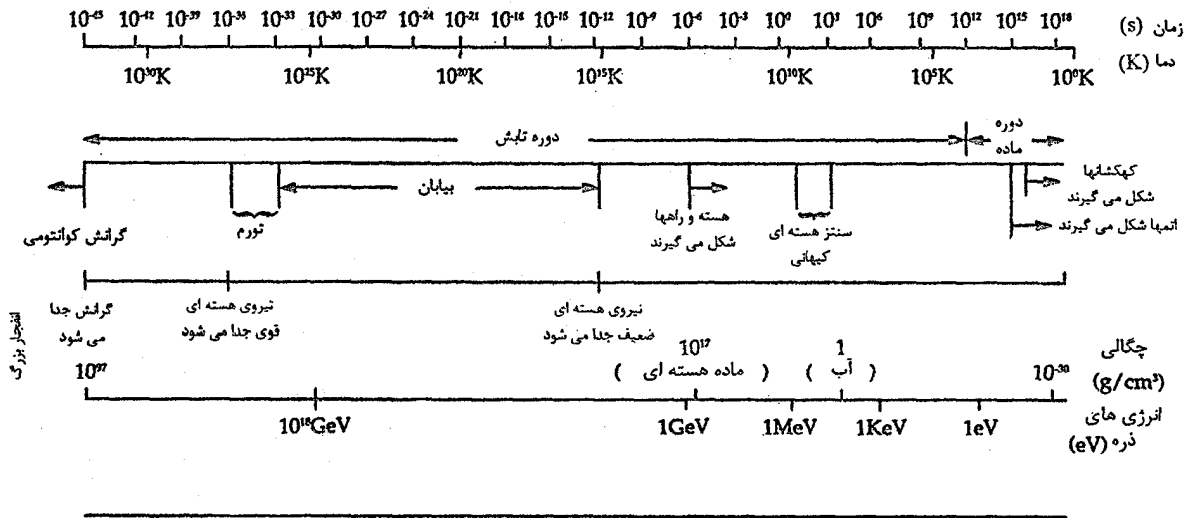
$10^{11}$ s این زمان انتهای دوره جدا شدن فوتونها و باریونها بود. قبل از این لحظه، چگالی انرژی تابش بسیار بیشتر از ماده بود. بعد از آن، ماده فراگیر شد. به علت اینکه جدا شدن با ترکیب الکترونها آزاد با هسته همراه بود، این زمان آغاز اتمها را مشخص نمود - شکل ماده که ما با آن بسیار آشنا می‌باشیم.

$10^{16}$ s کهکشانها، ستارگان، و سیارات شروع به شکل‌گیری نمودند.

$10^{18}$ s زمان حاضر. همان طور که زمان از این مرحله عبور می‌کند، کهکشانها به دور شدن از یکدیگر ادامه می‌دهند، اما "ثابت" هابل کاهش می‌یابد. دمای جهان به کم شدن ادامه می‌دهد، تا به طور مجانبی به صفر مطلق برسد. به علت اینکه  $\Omega = 1$ ، انبساط برای زمان نامحدودی ادامه خواهد یافت.

$10^{40}$ s پروتونها تلاشی پیدا می‌کنند (شاید). ماده اتمی از وجود داشتن باز می‌ایستد.

شکل (۲۶-۲) چند صورت از این تاریخچه تا حال حاضر را نمایش می‌دهد. در مورد هر یک از خطوط افقی بایستی به عنوان انطباق فکر شود، اما نمی‌توانیم بر روی یک خط حاشیه‌نویسی کنیم در غیر اینصورت وضوح را از دست می‌دهیم؛ تاریخچه جهان برای یک نمایش ساده بسیار پیچیده می‌باشد.



شکل ۲۶-۲. تاریخچه جهان. عملاً تمام محورهای افقی انطباقی هستند. تاریخچه از انفجار بزرگ در چپ به حال حاضر در راست پیش می رود.

پیشرفت صورت گرفته اخیر در هر دو حوزه مشاهدات نجومی ساختارهای بزرگ و درک فیزیک ذره نشان داده است که چند مساله در درک جهان حل شده است. نظریه تورم به طور شگفت آوری در توصیف بعضی از این مسائل موفقیت آمیز بوده است. این نظریه نشان می دهد که چرا تمام جهان دارای یک دمای زمینه معمولی است، چرا تک قطبی های مغناطیسی معمولی نیستند، و چرا چگالی به طور مبهوت کننده ای به مقدار بحرانی نزدیک است. هم چنین اکنون درک می کنیم که تقارن امروزی بین ماده و پادماده در جهان آغازین به گونه ای که اکثر ماده و تمام پادماده را نابوده کرده، نقض شده است. عوض حل مساله یکروندی ریزموجی مقیاس کوچک، این مشاهده را برای تحمیل بر نظریات مان و باور اینکه آن مطالب بیشتری راجع به ماده تاریک به ما می گوید مورد استفاده قرار می دهیم.

نمی دانیم این حلها یکتا هستند، و لذا تمام مسائل بوجود آمده را حل نکرده ایم. به ویژه، نمی توانیم ادعا کنیم کیهان شناسی را بدون پیشرفت قابل ملاحظه معلومات در مورد ماده تاریک درک خواهیم کرد. عملاً آشکار سازی این ذرات به طور فزاینده ای دشوار است. به ویژه این موضوع وقتی درست خواهد بود، اگر  $dm$  توسط ذرات ابرتقارن که اندرکنشهای آن با ماده باریونی ناشناخته است، فراگیر باشد. چگونه یک "اینو" را در آزمایشگاه بدام بیاندازیم؟ به طور مشابه، نمی توانیم تا قبل از اینکه ستارگان جمعیت III مشخص شده باشند، ادعا کنیم تاریخچه جهان را به خوبی می دانیم. ستاره های هسته ای کیهانی و ستاره های هسته ای ستاره ای نمی توانند بدون جمعیت III تطبیق داده شوند. سرانجام، پیشرفتی حاصل شده است اما هنوز شکل گیری ساختارهای بزرگ مقیاس را با هیچ قطعیتی نمی دانیم. دقیقاً چه فرآیندهایی ابرخوشه ها و تهی جاها را ساخته اند؟

### مفاهیم و معادلات کلیدی

کیهان شناسیهای انفجار بزرگ استاندارد نمی توانند با چهار مساله تطبیق داده شوند:

۱. یکروندی با درجه بالای تابش زمینه

۲. نزدیکی جهان به چگالی بحرانی

۳. فقدان پادماده

۴. فقدان ستارگان جمعیت III

دو مساله اول توسط نظریه تورم به آنها اشاره شده است، که در آن در مراحل آغازین جهان در یک آهنگ ابر تابان منبسط می‌شود.

نتایج نظری محاسبات سنتزهای هسته‌ای کیهانی که به خوبی با مشاهدات امروزه توافق دارند، باور را معطوف به درک ما از جهان در عمر چند دقیقه دارند. توپ آتشین کیهانی هیدروژن و هلیوم (حدود ۲۵٪ جرم) و مقدار کمی عناصر دیگر را خلق کرد.

از چهار نیروی موجود در طبیعت، اکنون نیروهای هسته‌ای ضعیف و الکترومغناطیسی وحدت یافته‌اند. باوری قوی وجود دارد که نیروی هسته‌ای قوی سرانجام با نیروی الکتروضعیف توسط نظریات وحدت بزرگ به وحدت می‌رسند، که ممکن است سرانجام تلاشی فوتونها را پیش‌بینی نماید.

باور بر این است که کهکشانها از ازدیادهای چگالی کوچک که آشفستگیها نامیده می‌شوند، شکل گرفته‌اند. اولین شکل ممکن است افت و خیزهای کوانتومی و در خلال اولین  $10^{-35}$  ثانیه جهان بوده‌اند. اکثر آشفستگیها یا میرا شده‌اند و یا تا دوره جدا شدن نوسان کرده‌اند که در این زمان دامنه‌شان رشد نموده به طوری که مواد تحت تاثیر گرانی گرد هم آمده‌اند. شواهد برای وجود آشفستگیها در مقیاسهای بزرگ از مشاهدات آشفستگیها در CBR نتیجه می‌شوند.

ماده تاریک ممکن است شکل MACHOها که اجرام فشرده کم تابان یا شکل ذرات غیر باریونی اندرکنش کننده ضعیف را که ممکن است داغ (نوترینوها) یا سرد باشند، داشته باشند.

تاریخچه گسترده جهان زمانهایی را نشان می‌دهد که در خلال آنها علاوه بر دوره افت و خیز و زمانهایی که نیروها و ذرات از یکدیگر جدا شدند، اتفاقات بسیار کمی رخ داده باشد.

## مسائل

۱. فرض کنید که دانه‌های گرد و غبار، که ابعاد مشخصه آن  $1 \mu\text{m}$  است، به طور یکنواخت در سراسر فضای بین کهکشانی و با چگالی جرمی متوسط  $10^{-27} \frac{\text{kg}}{\text{m}^3}$  (چگالی جرمی بحرانی) توزیع شده باشد.

(الف) چگالی عددی (تعداد در یک متر مکعب) این گرد و غبار چقدر است، و فاصله

- متوسط بین دانه‌ها چه اندازه است؟
- (ب) پاسخه‌ایتان از قسمت (الف) را با چگالی عددی و فاصله بین دانه‌های گرد و غبار بین ستاره‌ای در کهکشان خودی مقایسه نمائید.
- (ج) نشان دهید که این گرد و غبار فرضی بین کهکشانی شدیداً ستارگان مشاهده شده در کهکشان زن به زنجیر بسته را قرمز می‌کند (در عمل چنین قرمزشدگی مشاهده نشده است).
۲. اگر فضای بین کهکشانی از HII در دمای  $10^6 K$  (یک پلاسما) پر شده باشد،
- (الف) تندی نسبی و انرژی جنبشی نسبی (بازاء هر ذره) پروتونها چقدر است؟
- (ب) به چه طول موج تابش الکترومغناطیسی این انرژی جنبشی مجزا مربوط می‌شود؟ آیا چنین تابشی می‌تواند از سطح زمین آشکارسازی شود؟
۳. الکترونها سبکترین ذرات پایدار ساخته شده در انفجار بزرگ می‌باشند. دیرترین زمانی که آنها توانستند شکل بگیرند چه موقع است؟
۴. از معادله (۲۵-۲۱) و شکل (۲۵-۲) برای تحقیق در مطلب ارائه شده در این فصل مبنی بر اینکه  $\Omega$  تمایل دارد تحول یافته و از ۱ فاصله بگیرد استفاده کنید.
۵. اگر از  $10^{11} k$  به عنوان دمای بحرانی برای تجزیه نوری دوتریوم استفاده کنیم، انرژی پیوند دو ترون چقدر است؟
۶. بخش (۲۶-۷) مراحل مختلف در تاریخچه جهان برحسب زمان را خلاصه می‌کند. چگالی و دمای تابش را برای هر یک از این زمانها تخمین بزنید. در مورد دقت نتایجتان توضیح دهید.
۷. الگوهای GUTS و تورم کمک می‌کنند تا مسائل متعدد الگوی انفجار بزرگ استاندارد را توضیح دهیم. هنوز چه مسائلی وجود دارند؟

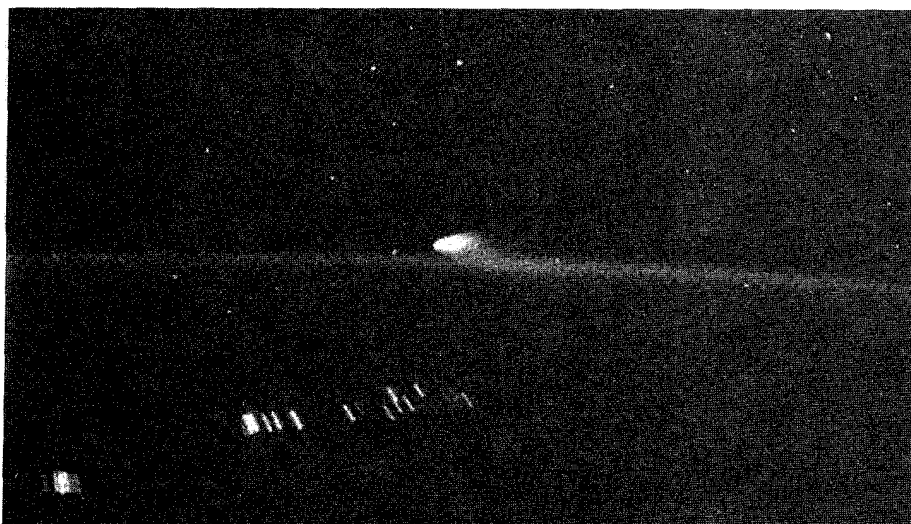
## به روز آمد کردن دنباله دار

هیل - باپ<sup>۱</sup>

دنباله دار هیل - باپ در افکار مردم بیشتری نسبت به دنباله دارهای قبلی خاطره بجای گذاشت (شکل (U-۱)). قسمتی به علت مریبی بودن طولانی، و قسمتی به علت روشنائی اش - به علت این حقیقت که آن در آسمان تاریک بعد از انتهای شفق به صورت خیر کننده ای ظاهر شد، دومین دنباله دار روشنتری است که ثبت شده است. آیا باعث تعجب ستاره شناسان است؟

اولاً، وجود گاز سدیم در گیسو مورد بحث قرار گرفت. در ماه مه ۱۹۹۷ م، دنباله دار سه دم را نمایش داد: دم های مورد انتظار گرد و غباری و پلاسمایی، و هم چنین دم سدیمی واقع بین دم های گرد و غباری و پلاسمایی. ثانیاً، دنباله دار رشته ای از پوسته های گرد و غباری را بیرون می داد که در گیسوی داخلی ظاهر شده و به طرف دم گرد و غباری پیش می رود - فرآیندی که احتمالاً برای اکثر دنباله دارها عادی است، اما تا زمان هیل باپ به ندرت مشاهده شده است (شکل (U-۲)). بنابراین، دم گرد و غباری واقعاً از برهم نهی لوله های همزمان گرد و غباری می باشد که هر یک توسط زمان پرتاب از گیسوی داخلی و سرعت پرتاب آن تعریف می شود. مشاهدات فروسرخ تایید کرده است که دانه های الیوین قسمتی از گرد و غبار را ساخته است. ثالثاً، طیف سنجی PCN (اسید سینانیک باضافه دوتریوم) را برای اولین بار در یک دنباله دار آشکار سازی نموده است. نسبت D/N حاصل حدود  $10^{-3}$  بود. رابعاً، تخمین زده شد که اندازه هسته حدود ۴۰ کیلومتر قطر، و دوره تناوب چرخش آن ۱۱/۵ ساعت می باشد، در ضمن دوره تناوب حرکت تقدیمی قابل ملاحظه آن حدود ۲۲ روز بود. دید مریبی بسیار باشکوه آن شامل پوسته هایی بود که توسط سوراخهای فعال در طرف رو به خورشید هسته تولید شدند (شکل (U-۳)). هسته چرخان تلو تلو خورنده حاصل رشته ای از پوسته های نامتقارن می باشد.

برای آخرین اطلاعات، وب گاه جهانی <http://encke.jp.nasa.gov> را ملاحظه کنید.



شکل ۱- U. تصویر هیل باپ از اتوبوس فضایی. رخنه‌های روی زمین ناشی از زمان نوردهی می‌باشد. (NASA)



شکل ۲- U. تصویر فروسرخ هیل باپ که پوسته‌های گرد و غباری در گیسو را نشان می‌دهد. (کیسی لیس،<sup>۱</sup> یان فرناندز<sup>۲</sup> و ژوزف هورا<sup>۳</sup>، دانشگاه مریلند<sup>۴</sup>، و ژوزف هورا، انستیتوی نجوم، دانشگاه هاوایی)

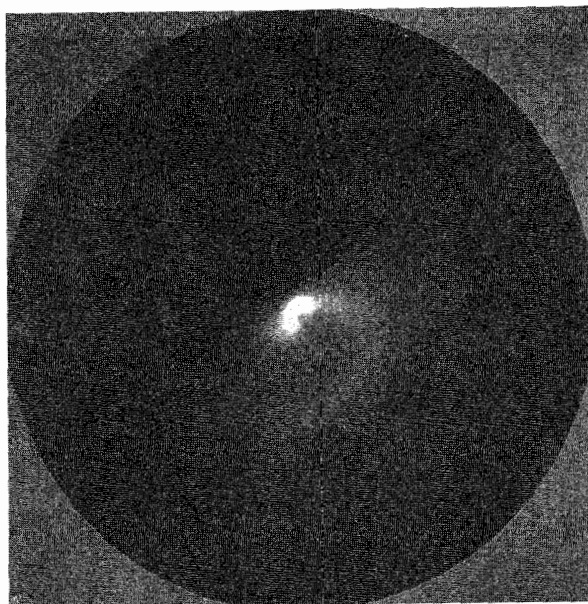
1- Cassey Lisse

2- Yan Fernandez

3- Josef Hora

4- Maryland





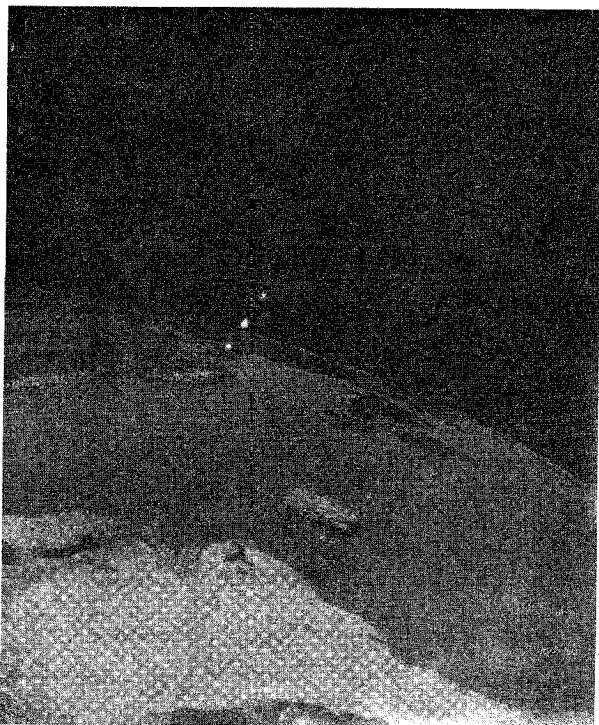
شکل ۳-U. تصویری از جت‌ها در هیل باپ که توسط تلسکوپ ۲/۲ متری مائوناکسی گرفته شده است. (ویلیام دی. واکا<sup>۱</sup>، انستیتو برای نجوم، دانشگاه هاوایی)

### دنباله‌دار هیاکوتیک<sup>۲</sup>

رصدخانه پرتو ROSAT X نشر پرتو X را از دنباله‌دار هیاکوتیک کشف کرد - برای اولین بار از یک دنباله‌دار. به طور عجیبی، روشنترین ناحیه پرتو X در فاصله ۳۰۰۰۰ کیلومتری بالای هسته و در طرف رو به خورشید قرار داشت. تاکنون سازوکاری برای این نشر شناخته نشده است، گرچه ممکن است آن از اندرکنش یونهای مراتب بالای دنباله‌دار با باد خورشیدی نتیجه شده باشد. یونهای عناصر جزئی (نظیر O، C و Ne) می‌توانند الکترونهای آزاد را در پوسته‌های داخل جذب کنند تا خطوط نشری در بازه ۱۰۰ eV تا ۲ keV را تولید نمایند.

برای مقاله‌ای در مورد الگوسازی نشر پرتو X به آدرس زیر مراجعه کنید:

<http://hpcengin.umich.edu/HPCC>



شکل ۴-U. تصویر شبانه از دم دنباله‌دار کوچک (رشته‌های کوچک از لکه سفید بالای زمین) دیده شده از فضاپیمای قطبی. (ال. فرانک<sup>۱</sup>، جی. سیگوارث<sup>۲</sup>، و ناسا)

### دنباله‌دارهای کوچک و زمین

فضاپیمای قطبی ناسا مشاهداتی را انجام داده است که روزانه زمین توسط هزاران دنباله‌دار کوچک مورد اصابت قرار می‌گیرد. تصاویر نشان می‌دهند که این توپهای برفی در فاصله ۱۰۰۰۰ تا ۲۰۰۰۰ کیلومتری بالای زمین به محض ورود به جو، تجزیه می‌شوند. دنباله‌دارها دم‌های تابانی را همان طور که مولکولهای آب یک H خود را از دست می‌دهد و OH باقی مانده توسط نور خورشید روشن می‌شود، بجای می‌گذارند (شکل ۴-U)). آنها "حفره‌های" با عمر کوتاه جوی با عرض حدود ۵۰ km را بوجود می‌آورند، که برای اولین بار در حدود ۲ دهه قبل مشاهده شدند ولی تاکنون تایید نشده‌اند. اجرام دنباله‌دار بابعاد یک خانه و وزن دهها تن

می‌باشند. آنها بخار آب را در جو بالائی ذخیره می‌کنند و ممکن است در گذشته منبع بخشی از جو و اقیانوسهای ما بوده‌اند (همراه با گاز خروجی از درون زمین) [بخش (۷-۶) و].

این مشاهدات جدید از الگویی که در ابتدا توسط لوئیس فرانک<sup>۱</sup> از دانشگاه آیوا<sup>۲</sup> که به‌نگام ظاهر شدن "حفره‌ها" در بعضی از تصاویر شفق‌های زمین ارائه شد، حمایت کردند. این تایید منجر به آن شد که جمعیت بسیار کوچکی از اجرام دنباله‌دار حداقل در ناحیه داخلی منظومه شمسی وجود دارند. اگر این ایده درست باشد، آنگاه دیگر سیارات خاکی نیز ممکن است تحت تاثیر چنین باران کیهانی واقع شده باشند. برای تصاویر و به روز درآمدن اطلاعات، ایستگاه [www](http://www.smalcomants.uiowa.edu) را ملاحظه کنید:

<http://smalcomants.uiowa.edu>

صورت‌های فلکی

جدول ضمیمه ۱-۲ صورت‌های فلکی

موضع تقریبی				اختصار	نام جنسیت	نام
مختصات کهکشانی		مختصات استوایی				
b	l	$\delta$	$\alpha$			
°	°	°	h			
-۲۵	۱۳۵	+۴۰	۱	And	Andromedae	زن به زنجیر بسته
+۱۵	۲۷۰	-۳۵	۱۰	Ant	Antilae	تلمبه
-۱۵	۳۱۵	-۷۵	۱۶	Aps	Apodis	مرغ بهشتی
-۶۰	۵۰	-۱۵	۲۳	Aqr	Aquarii	دلو
-۱۵	۴۵	+۵	۲۰	Aql	Aquilae	عقاب
-۱۰	۳۳۵	-۵۵	۱۷	Ara	Arae	مجمره
-۳۵	۱۶۰	+۲۰	۳	Ari	Arietis	بره
+۱۰	۱۷۵	+۴۵	۶	Aur	Aurigae	اربه‌ران
+۶۵	۴۵	+۳۰	۱۵	Boo	Bootis	عوا
-۳۵	۲۴۵	-۴۰	۵	Cae	Caeli	قلم
+۲۰	۱۴۵	+۷۰	۶	Cam	Camelopardatis	زرافه
+۳۵	۲۱۰	+۲۰	۹	Cnc	Cancri	سرطان
+۸۰	۱۱۰	+۴۰	۱۳	CVn	Canum Venaticorum	سگ‌های تازی
-۱۰	۲۳۰	-۲۰	۷	CMa	Canis Majoris	کلب اکبر
-۴۰	۳۰	-۲۰	۲۱	Cap	Capricorni	بزغاله
-۴۰	۳۰	-۲۰	۲۱	Car	Carinae	شاه تخته
-۵	۱۲۵	+۶۰	۱	Cas	Cassiopeiae	ذات الکرسی
+۱۰	۳۰۵	-۵۰	۱۳	Cen	Centauri	قنطورس
+۱۰	۱۱۰	+۷۰	۲۲	Cep	Cephei	قیفاووس
-۶۵	۱۷۰	-۱۰	۲	Cet	Ceti	نهنگ
-۲۰	۳۰۰	-۸۰	۱۱	Cha	Chamaeleontis	آفتاب پرست
۰	۳۲۰	-۶۰	۱۵	Cir	Circini	پرگار
-۲۵	۲۴۰	-۳۵	۶	Col	Columbae	کبوتر
+۸۵	۳۲۰	+۲۰	۱۳	Com	Comae Berenices	گیسو

موضع تقریبی				اختصار	نام جنسیت	نام
مختصات کهکشانی		مختصات استوایی				
b	l	$\delta$	$\alpha$			
o	o	o	h			
-۲۰	۳۵۵	-۴۰	۱۹	CrA	Coronae Australis	تاج جنوبی
+۵۰	۵۰	+۳۰	۱۶	CrB	Coronae Borealis	تاج شمالی
+۴۰	۲۹۰	-۲۰	۱۲	Crv	Corvi	غراب
+۴۰	۲۷۰	-۱۵	۱۱	Crt	Crateris	باطیه
o	۲۹۵	-۶۰	۱۲	Cru	Crucis	صلیب
-۵	۸۵	+۴۰	۲۱	Cyg	Cygni	دجاجه
-۲۵	۶۰	+۱۰	۲۱	Del	Delphini	دلفین
-۳۵	۲۷۵	-۶۵	۵	Dor	Doradus	ماهی طلایی
+۳۵	۹۵	+۶۵	۱۷	Dra	Draconis	اژدها
-۳۰	۵۵	+۵	۲۱	Equ	Equulei	قطعه الفرس
-۶۰	۲۰۵	-۲۰	۳	Eri	Eridani	نهر
-۶۰	۲۲۵	-۳۰	۳	For	Fornacis	کوره
+۱۰	۱۹۵	+۲۰	۷	Gem	Geminorum	دو بیکر
-۵۵	۳۵۵	-۴۵	۲۲	Gru	Gruis	درنا
+۳۵	۵۰	+۳۰	۱۷	Her	Herculis	هرکول
-۵۰	۳۸۰	-۶۰	۳	Hor	Horologii	ساعت
+۲۵	۲۶۰	-۲۰	۱۰	Hya	Hydrae	شجاع
-۴۰	۳۰۰	-۷۵	۲	Hyi	Hydri	نرمار
-۴۰	۳۴۰	-۵۵	۲۱	Ind	Indi	هندی
o	۱۰۰	+۴۵	۲۲	Lac	Lacerte	چلپاسه
+۶۰	۲۳۰	+۱۵	۱۱	Leo	Leonis	اسد
+۵۵	۱۹۰	+۳۵	۱۰	LMi	Leonis Minoris	اسد کوچک
-۲۰	۲۲۵	-۲۰	۶	Lep	Leporis	خرگوش
+۳۵	۳۴۵	-۱۵	۱۵	Lib	Librae	ترازو
+۱۰	۳۲۵	-۴۵	۱۵	Lup	Lupi	گورگ
+۳۰	۱۷۵	+۴۵	۸	Lyn	Lynics	سیاه گوش
+۱۵	۷۰	+۴۰	۱۹	Lyr	Lyrae	شلیاق
-۳۰	۲۹۰	-۸۰	۵	Men	Mensae	میز
-۴۰	۱۰	-۳۵	۲۱	Mic	Microscopii	میکروسکپ
o	۲۱۰	-۵	۷	Mon	Monocerotis	تکشاخ
-۱۰	۳۰۰	-۷۰	۱۲	Mun	Muscae	مگس
o	۳۳۰	-۵۰	۱۶	Nor	Normae	گونیا
-۳۰	۳۰۵	-۸۵	۲۲	Oct	Octantis	اوکتان

موضع تقریبی		مختصات استوایی		اختصار	نام جنسیت	نام
b	l	$\delta$	$\alpha$			
o	o	o	h			
+۱۵	۳۰	۰	۱۷	Oph	Ophiuchi	حوا
-۱۵	۱۹۵	+۵	۵	Ori	Orionis	جبار
-۳۰	۳۳۰	-۶۵	۲۰	Pav	Pavonis	طاووس
-۲۵	۸۰	+۲۰	۲۲	Peg	Pegasi	اسب بالدار
-۱۰	۱۴۵	+۴۵	۳	Per	Persei	برساوش
-۷۰	۳۰۰	-۵۰	۱	Phe	Phoenicis	سیمرخ
-۳۰	۲۶۰	-۵۵	۶	Pic	Pictoris	نقاش
-۴۵	۱۲۵	+۱۵	۱	Psc	Piscium	ماهی
-۵۰	۲۰	-۳۰	۲۲	PsA	Piscis Austrini	ماهی جنوبی
-۵	۲۵۵	-۴۰	۸	Pup	Puppis	کشیدم
+۱۰	۲۵۵	-۳۰	۹	Pyx	Pyxidis	قطب نما
-۴۵	۲۷۰	-۶۰	۴	Ret	Reticuli	تور ماهیگیری
۰	۵۰	+۱۰	۲۰	Sge	Sagittae	تیر
-۱۵	۱۰	-۲۵	۱۹	Sgr	Sagittarii	قوس
۰	۳۴۵	-۴۰	۱۷	Sco	Scorpii	عقرب
-۸۰	۱۰	-۳۰	۰	Scl	Sculptoris	سنگتراش
-۵	۲۵	-۱۰	۱۹	Sct	Scuti	سپر
+۵	۲۰	۰	۱۷	Ser	Serpentis	مار
+۴۰	۲۴۰	۰	۱۰	Sex	Sextantis	سکستانت
-۳۰	۱۸۰	+۱۵	۴	Tau	Tauri	گاو نر
-۲۰	۳۵۰	-۵۰	۱۹	Tel	Telescopii	تلسکوپ
-۳۰	۱۴۰	+۳۰	۲	Tri	Trianguli	مثلث
-۱۰	۳۲۰	-۶۵	۱۶	TrA	Trianguli Australis	مثلث جنوبی
-۵۰	۳۱۰	-۶۵	۰	Tuc	Tucanae	توکان
+۶۰	۱۶۰	+۵۰	۱۱	UMa	Ursae Majoris	دب اکبر
+۴۵	۱۱۰	+۷۰	۱۵	UMi	Ursae Minoris	دب اصغر
۰	۲۶۰	-۵۰	۹	Vel	Velorum	بادبان
+۶۵	۳۱۰	۰	۱۳	Vir	Virginis	سنبله
-۲۰	۲۸۰	-۷۰	۸	Vol	Volantis	ماهی پرنده
-۵	۶۵	+۲۵	۲۰	Vul	Vulpeculae	روپاه

جدول ضمیمه ۳-۱ مدارهای سیاره‌ای

سیاره	علامت	دوره تناوب نجومی		نیم محور بلند		خروج از مرکز	تماایل نسبت به دایرة البروج (درجه)
		دوره تناوب قمری (روز)	سالهای برجی	روزها	AU		
عطارد	☿	۱۱۵/۹	۰/۲۴۱	۸۷/۹۶	۰/۳۸۷	۵۷/۹	۷/۰۰
زهره	♀	۵۸۳/۹	۰/۶۱۵	۲۲۴/۷۰	۰/۷۲۳	۱۰۸/۲	۳/۳۹
زمین	♁	-	۱/۰۰۰	۳۶۵/۲۶	۱/۰۰۰	۱۴۹/۶	۰/۰۰
مریخ	♂	۷۷۹/۹	۱/۸۸۱	۶۸۶/۹۸	۱/۵۲۴	۲۲۸/۰	۱/۸۵
مشتری	♃	۳۹۸/۹	۱۱/۸۶	۴۳۳۳	۵/۲۰۳	۷۷۸/۳	۱/۳۱
زحل	♄	۳۷۸/۱	۲۹/۴۶	۱۰۷۵۹	۹/۵۴	۱۴۲۷	۲/۴۹
اورانوس	♅	۳۶۹/۷	۸۴/۰۱	۳۰۶۸۵	۱۹/۱۸	۲۸۷۱	۰/۷۷
نپتون	♆	۳۶۷/۵	۱۶۴/۸	۶۰۱۸۸	۳۰/۰۶	۴۴۹۷	۱/۷۷
پلوتو	♇	۳۶۶/۷	۲۴۸/۶	۹۰۷۰۰	۳۹/۴۴	۵۹۱۳	۱۷/۱۵

جدول ضمیمه ۳-۲ چرخش سیاره‌ای

سیاره	دوره تناوب چرخش نجومی	پشی	کجی (درجه)*
عطارد	روز ۵۸/۶۵	۰	۰/۰°
زهره	روز ۲۴۳	۰	۱۷۷/۴
زمین	۲۳ <sup>h</sup> ۵۶ <sup>m</sup> ۴/۱ <sup>s</sup>	۰/۰۰۳۴	۲۳/۵
(ماه)	روز ۲۷/۳	۰/۰۰۰۶	۶/۷
مریخ	۲۴ <sup>h</sup> ۳۷ <sup>m</sup> ۲۲/۶ <sup>n</sup>	۰/۰۰۵۲	۲۵/۲
مشتری	۹ <sup>h</sup> ۵۰/۵ <sup>m</sup>	۰/۰۶۲	۳/۱
زحل	۱۰ <sup>h</sup> ۱۴ <sup>m</sup>	۰/۰۹۶	۲۶/۷
اورانوس	۱۷ <sup>h</sup> ۱۴ <sup>m</sup>	۰/۰۶	۹۸
نپتون	۱۶ <sup>h</sup> ۷ <sup>m</sup>	۰/۰۲	۲۹
پلوتو	روز ۶/۳۸۷	?	۱۲۲

\* کجی به عنوان تمایل استوا نسبت به صفحه مداری تعریف شده است. کجی‌های بزرگتر از ۹۰° چرخش

معکوس را موجب می‌شود.



جدول ضمیمه ۳-۳ داده‌های فیزیکی سیاره‌ای

سیاره	جرم		شعاع استوایی		چگالی متوسط			گرانی سطح ( $\oplus = 1$ )	ضریب بازگشت	تندی فرار (km/Sec)	دما (k)	
	$\oplus = 1$	$10^{24}$ kg	$\oplus = 1$	km	( $\oplus = 1$ )	( $\text{kg/m}^3$ )	تبادل جسم مشاهده شده				جسم سیاره	تحت خوردگی
خاکی												
عطارد	-۰/۳۳	-۰/۵۶	۱/۳۳۹	-۰/۳۸	$5/4 \times 10^3$	-۰/۳۸	-۰/۰۶	۴/۲	۲۳۵	۷۰۰-۷۰۰	۶۳۳	
زهره	۲/۸۷	-۰/۸۱۵	۶/۰۵۲	-۰/۹۵	۵/۲	-۰/۹۱	-۰/۷۶	۱۰/۳	۲۳۵	۷۰۰	۴۴۴	
زمین	۵/۹۷	۱/۰۰۰	۶/۳۸۷	۱/۰۰	۵/۵۲	۱/۰۰	-۰/۳	۱۱/۲	۲۷۷	۲۵۰-۳۰۰	۳۹۵	
ماه	-۰/۰۷	-۰/۰۱۲	۱/۷۳۸	-۰/۳۷	۳/۳۳	-۰/۱۶	-۰/۰۷	۲/۴	۲۷۷	۱۲۰-۳۶۰	۳۹۵	
مریخ	-۰/۶۳	-۰/۱۰۷	۳/۳۳۳	-۰/۵۳	۳/۹	-۰/۳۹	-۰/۱۶	۵/۱	۲۳۵	۲۱۰-۳۰۰	۳۶۱	
پلوتو	-۰/۰۱	-۰/۰۰۱۸	۱/۱۲۰	-۰/۱۸	-۰/۵ (?)	-۰/۰۳	-۰/۵	۲/۱	۲۳	۲۰	۶۳	
مشتری گون												
مشتری	۱۹۰۰	۳۱۸	۷۱۳۹۸	۱۱/۱۹	۱/۳۰	۷/۷۴	-۰/۵۱	۶۱	۱۲۲	۱۱۰-۱۵۰	۱۷۳	
زحل	۵۶۹	۹۵	۶۰۰۰۰	۹/۴۱	-۰/۶۹	۱/۱۷	-۰/۵۰	۳۶	۹۰	۹۵	۱۲۷	
اورانوس	۸۷	۱۳/۵	۲۵/۵۵۹	۲/۰۱	۱/۱۹	-۰/۸۳	-۰/۶۶	۲۶	۶۳	۵۸	۹۰	
نپتون	۱۰۳	۱۷/۲	۳۳/۸۰۰	۲/۸۱	۱/۶۶	۱/۱۵	-۰/۶۲	۲۴	۵۰	۵۶	۷۲	

جدول ضمیمه ۴-۳ قمرهای سیارات خاکی

سیاره	قمر	فاصله از سیاره ( $10^3$ km)	دوره تناوب نجومی (روز)	خروج از مرکز مداری	تماایل مداری (درجه)	شعاع (km)	جرم (سیاره = ۱)	چگالی حجمی ( $\text{kg/m}^3$ )
زمین	ماه	۳۸۴	۲۷/۳۲	۰/۰۵۵	۵/۱	۱۷۳۸	۰/۰۱۲	۳۳۰۰
مریخ	فوبوس دیموس	۹/۳۷ ۲۳/۵۲	۰/۳۲ ۱/۲۶	۰/۰۲۱ ۰/۰۰۳	۱/۱ ۱/۶	$14 \times 11 \times 9$ $8 \times 6 \times 5$	$1/5 \times 10^{-8}$ $3/1 \times 10^{-9}$	۱۹۰۰ ۲۱۰۰

جدول ضمیمه ۳-۵ اعمار مشتری

چگالی حجمی (kg/m <sup>3</sup> )	جرم (سیاره = ۱)	شعاع (km)	دوره تناوب مداری (روز)	فاصله از مشتری		تعداد	نام
				شعاع مشتری	۱۰ <sup>۳</sup> km		
-	۵×۱۰ <sup>-۱۱</sup>	۱۰	۰/۲۹	۱/۷۹	۱۲۸	J۱۶	متیس
-	۱×۱۰ <sup>-۱۱</sup>	۲۰	۰/۳۰	۱/۸۰	۱۲۹	J۱۴	آندراستی
۳۰۰۰	۲×۱۰ <sup>-۹</sup>	۱۳۰×۸۰	۰/۵۰	۲/۵۵	۱۸۱	J۵	آلمانی
-	۴×۱۰ <sup>-۱۰</sup>	۴۵	۰/۶۷	۳/۱۱	۲۲۲	J۱۵	تب
۲۵۳۰	۴/۷×۱۰ <sup>-۵</sup>	۱۸۲۰	۱/۷۷	۵/۹۵	۴۲۲	J۱	آیو
۳۰۳۰	۲/۶×۱۰ <sup>-۵</sup>	۱۵۷۰	۳/۵۵	۹/۴۷	۶۷۱	J۲	اروپا
۱۹۳۰	۷/۸×۱۰ <sup>-۵</sup>	۲۶۳۰	۷/۱۶	۱۵/۱۰	۱۰۷۰	J۳	گانیمد
۱۷۹۰	۵/۷×۱۰ <sup>-۵</sup>	۴۰۰	۱۶/۶۹	۲۶/۶۰	۱۸۸۳	J۴	کالیستو
-	۳×۱۰ <sup>-۱۲</sup>	≈۸	۲۳۹	۱۵۶	۱۱۰۹۴	J۱۳	لدا
۱۰۰۰	۵×۱۰ <sup>-۹</sup>	۸۵	۲۵۱	۱۶۱	۱۱۸۰	J۶	هیمالیا
-	۴×۱۰ <sup>-۱۱</sup>	≈۲۰	۲۵۹	۱۶۴	۱۱۷۲۰	J۱۰	لیزیتی
-	۴×۱۰ <sup>-۱۰</sup>	≈۴۰	۲۶۰	۱۶۵	۱۱۳۷	J۷	الارا
-	۲×۱۰ <sup>-۱۱</sup>	۱۵	۶۳۱ (R)	۲۹۱	۱۲۰۰	J۱۲	آنانک
-	۵×۱۰ <sup>-۱۱</sup>	۲۰	۶۹۲ (R)	۳۱۴	۲۲۶۰۰	J۱۱	کارم
-	۱×۱۰ <sup>-۱۰</sup>	۲۰	۷۳۵ (R)	۳۲۷	۲۳۵۰۰	J۸	پازی فی
-	۴×۱۰ <sup>-۱۱</sup>	۲۰	۷۵۸ (R)	۳۳۳	۲۳۷۰۰	J۹	سینوپ

(R) دلالت بر مدار برگشتی دارد.

جدول ضمیمہ ۳-۶ اقمار عمدہ زحل

نام	فاصلہ از زحل		دوره تناوب مداری (روز)	شعاع (km)	جرم (سیارہ = ۱)	چگالی حجمی (kg/m <sup>۳</sup> )
	۱۰ <sup>۳</sup> km	شعاع زحل				
اطلس	۱۳۷/۶۷	۲/۲۸	۰/۶۰۲	۲۰ × ۱۰	-	-
پرومتئوس	۱۳۹/۳۵	۲/۳۱	۰/۶۱۳	۷۰ × ۵۰ × ۴۰	-	-
پاندورا	۱۴۱/۷۰	۲/۳۵	۰/۶۲۹	۵۵ × ۴۵ × ۳۵	-	-
اپی متیوس	۱۵۱/۴۲	۲/۵۱	۰/۶۹۴	۷۰ × ۶۰ × ۵۰	-	-
جانوس	۱۵۱/۴۷	۲/۵۱	۰/۶۹۵	۱۱۰ × ۱۰۰ × ۸۰	-	-
می ماس	۱۸۵/۵۴	۳/۰۸	۰/۹۴۲	۱۹۷	۸ × ۱۰ <sup>-۸</sup>	۱۲۰۰
انکلادوس	۲۳۸/۰۴	۳/۹۵	۱/۳۷۰	۲۵۰	۱/۳ × ۱۰ <sup>-۷</sup>	۱۲۰۰
تتیز	۲۹۴/۶۶	۴/۸۸	۱/۸۸۸	۵۲۴	۱/۳ × ۱۰ <sup>-۶</sup>	۱۲۰۰
تلسٹو	۲۹۴/۶۷	۴/۸۸	۱/۸۸۸	۱۷ × ۱۴ × ۱۳	-	-
کالیپسو	۲۹۴/۶۷	۴/۸۸	۱/۸۸۸	۱۷ × ۱۱ × ۱۱	-	-
دیون	۳۷۷/۴۲	۶/۲۶	۲/۷۳۷	۵۶۰	۱/۸۵ × ۱۰ <sup>-۶</sup>	۱۴۰۰
۱۹۸۰S۶	۳۷۷/۴۲	۶/۲۶	۲/۷۳۷	۱۸ × ۱۶ × ۱۵	-	-
ریا	۵۲۷/۰۷	۸/۷۴	۴/۵۱۸	۷۶۵	۴/۴ × ۱۰ <sup>-۶</sup>	۱۳۰۰
تیتان	۱۲۲۱/۸۶	۲۰/۲۵	۱۵/۹۴۵	۲۵۷۵	۲/۳۶ × ۱۰ <sup>-۴</sup>	۱۸۸۰
ہیپیریون	۱۴۸۱/۰۰	۲۴/۵۵	۲۱/۲۷۷	۲۰۵ × ۱۳۰ × ۱۱۰	۳ × ۱۰ <sup>-۸</sup>	-
یاپٹوس	۳۵۶/۰۸۰	۵۹/۰۲	۷۹/۳۳	۷۱۸	۳/۳ × ۱۰ <sup>-۶</sup>	۱۲۰۰
فونٹ	۱۲۹۵۴	۲۱۴/۷	۵۵۰/۴۵	≈ ۱۱۰	۷ × ۱۰ <sup>-۱۰</sup>	-

جدول ضمیمہ ۳-۷ اعداد عمدہ اورانوس، نپتون و پلوٹو

سیارہ	قمر	فاصلہ از مرکز سیارہ $10^3 \text{ km}$	دورہ تناوبی مداری (روز)	شعاع (km)	جرم (سیارہ=۱)	چگالی حجمی ( $\text{kg/m}^3$ )
اورانوس	آریل	۱۹۱/۸	۲/۵۲۰۳۸	۵۸۰	$1/8 \times 10^{-5}$	-
	امریل	۲۶۷/۳	۴/۱۴۴۱۸	۵۹۵	$1/2 \times 10^{-5}$	-
	تیتانیا	۴۳۸/۷	۸/۷۰۵۸۸	۸۰۵	$6/8 \times 10^{-5}$	$\approx 1500$
	ایون	۵۸۶/۶	۱۳/۴۶۳۲۶	۷۷۵	$6/9 \times 10^{-5}$	$\approx 1500$
	میراندا	۱۳۰/۱	۱/۴۱۴	۱۶۰	$2 \times 10^{-6}$	-
نپتون	تروٹون	۳۵۴/۳	۵/۸۷۶۸۳	۴۳۰	$13 \times 10^{-3}$	-
	نرید	۵۵۱۰	۳۵۹	۴۷۰	$2 \times 10^{-7}$	-
پلوٹو	چارون	۱۹/۶	۶/۳۹	۵۹۳	۰/۱	۲۱۰۰

جدول ضمیمه ۴-۱ نزدیکترین ستارگان (در داخل ۵ پارسک)

C	B		A		فاصله حرکت ویژه (سال / °)	δ (پارسک)	α (۱۹۷۵)	ستاره					
	نوع طیفی	M <sub>v</sub>	نوع طیفی	M <sub>v</sub>					نوع طیفی	M <sub>v</sub>			
Mاع V	۱۵	۱۰/۷	Kد V	۵/۸	۱/۴	Gr V	۴/۴	۰/۰۱	۳/۶۸	۱/۳۱	-۶۰ ۴۴	۱۳ <sup>h</sup> ۳۸ <sup>m</sup> ۰ <sup>s</sup>	آلفا قنطورس
			معلوم دیده نشده			Mد V	۱۳/۲	۹/۵۴	۱۰/۳۳	۱/۸۲	+۴ ۳۷	۱۷ ۵۶/۶	ستاره یار نارد
						Mفe V	۱۶/۸	۱۳/۶۶	۴/۷۱	۲/۳۲	+۷ ۱۰	۱۰ ۵۵/۳	گرگ ۳۵۹
			معلوم دیده نشده			Mز V	۱۰/۵	۷/۴۷	۴/۷۸	۲/۴۹	+۳۶ ۸	۱۱ ۲/۰	BD+۳۶ ۲۱۴۷
		WD	۱۱/۵	۸/۷	Δ۱ V	۱/۴	-۱/۴۷	۱/۳۲	۱/۳۲	۲/۶۵	-۱۶ ۴۱	۶ ۴۴/۰	شعرای یمانی
		Mفe V	۱۵/۸	۱۲/۹	Mد/دe V	۱۵/۴	۱۲/۵	۳/۳۵	۲/۷۳	-۱۸ ۵	۱ ۳۷/۷	۷۲۶-۸	لیون ۸-۷۲۶
					Mف/دe V	۱۳/۳	۱۰/۶	۰/۷۲	۲/۹۰	-۲۳ ۵۲	۱۸ ۴۸/۳		راس ۱۵۴
					Mد/دe V	۱۴/۷	۱۲/۲۳	۱/۶۰	۳/۱۶	+۴۴ ۳	۲۳ ۴۰/۷		راس ۲۳۸
					Kز V	۶/۱	۳/۷۳	۰/۹۷	۲/۲۸	-۹ ۳۳	۳ ۳۱/۸		اپسیلون نهر
					Mد/دe V	۱۴/۹	۱۲/۵۸	۳/۲۵	۳/۳۱	-۱۵ ۲۷	۲۲ ۳۷/۲		لیون ۶-۷۸۹
					Mد V	۱۳/۵	۱۱/۱۲	۱/۴۰	۳/۳۲	+۰ ۵۷	۱۱ ۴۶/۴		راس ۱۲۸
معلوم دیده نشده		Kز V	۸/۳	۶/۰۲	Kد V	۷/۵	۵/۱۹	۵/۲۲	۲/۴۳	+۲۸ ۲۷	۲۱ ۵/۸		دچاچه ۶۱
					Kد V	۷/۰	۴/۷۳	۴/۶۹	۲/۴۴	-۵۶ ۵۳	۲۲ ۱/۴		اپسیلون ایندی
		WD	۱۳/۰	۱۰/۷	Fد IV-V	۲/۷	۰/۳۴	۱/۲۵	۲/۲۸	+۵ ۱۷	۷ ۳۸/۰		شعرای شامی
		Mد V	۱۱/۹	۹/۶۹	Mف V	۱۱/۱	۸/۹۰	۲/۳۹	۳/۵۲	+۵۹ ۳۵	۱۸ ۳۲/۵		BD+۵۹ ۱۹۱۵
		Mفe V	۱۳/۲	۱۱/۰۴	Mز/دe V	۱۰/۳	۸/۰۷	۲/۹۱	۲/۵۵	+۴۳ ۵۳	۰ ۱۶/۹		BD+۴۳ ۴۴
					Mز V	۹/۶	۷/۳۹	۶/۹۰	۲/۵۹	-۳۶ ۰	۲۳ ۴/۲		CD-۳۶ ۱۵۶۹۳
		معلوم دیده نشده			GA V <sub>p</sub>	۵/۷	۳/۵۰	۱/۹۲	۲/۶۷	-۱۶ ۴	۱ ۴۲/۹		تاوانینگ
					Mف V	۱۱/۹	۹/۸۲	۳/۷۳	۲/۷۶	+۵ ۱۸	۷ ۲۶/۱		BD+۵ ۱۶۶۸

داده های ستاره های

C		B		A		حرکت ویژه	فاصله	$\delta$	$\alpha$	ستاره		
نوع طیفی	$M_V$	نوع طیفی	$m_V$	نوع طیفی	$m_V$	(سال / °)	(پارسک)	(۱۹۷۵)	(۱۹۷۵)			
				M1۰ V	۸/۷	۶/۷۲	۳/۴۶	۳/۸۵	-۳۸ ۵۸ ۲۱ <sup>h</sup> ۱۵/۸ <sup>m</sup>	CD-۳۹ ۱۳۱۹۲		
				M۰	۱۰/۸	۸/۸۱	۸/۷۲	۳/۹۱	-۴۵ ۰ ۵ ۱۰/۶	CD-۴۵ ۱۸۴۱		
		M۴/۵c V	۱۳/۴	۱۱/۴۳	M۳ V	۱۱/۸	۹/۷۷	-۱۸۷	۳/۹۴	+۵۷ ۳۴ ۲۲ ۳۷/۱	گروگر ۶۰	
		?	۱۶/۸	۱۴/۸	M۴/۵c V	۱۳/۱	۱۱/۱۳	۱/۰۰	۴/۰۲	-۲ ۴۸ ۶ ۲۸/۱	راس ۶۱۳	
				M۴/۵c V	۱۲/۰	۱۰/۱۳	۱/۱۸	۴/۰۲	-۱۲ ۳۶ ۱۶ ۲۸/۹	BD-۱۳ ۴۵۳۳		
				WD	۱۴/۳	۱۲/۳۶	۲/۹۸	۴/۲۸	+۵ ۱۶ ۰ ۴۷/۹	ستاره وی منن		
		M۶c V	۱۴/۴	۱۲/۷	M۵/۵c V	۱۴/۴	۱۲/۷	۱/۷۸	۴/۳۷	+۹ ۱۰ ۱۲ ۳۲/۱	گری ۴۲۴	
				M۳ V	۱۰/۳	۸/۵۹	۶/۱۱	۴/۳۵	-۳۷ ۲۹ ۰ ۲/۹	CD-۳۷ ۱۵۳۹۲		
				M۰ V	۸/۳	۶/۵۹	۱/۴۵	۴/۶۱	+۴۹ ۳۵ ۱۰ ۹/۹	BD+۵۰ ۱۷۲۵		
				M۴ V	۱۱/۳	۹/۴۳	۱/۰۶	۴/۶۳	-۴۶ ۵۲ ۱۷ ۳۶/۸	CD-۴۶ ۱۱۵۳۰		
				M eV	۱۱	۹	۰/۸۱	۴/۶۷	-۴۹ ۷ ۲۱ ۳۱/۹	CD-۴۹ ۱۳۵۱۵		
				M۵ V	۱۲/۸	۱۱/۲	۱/۱۴	۴/۶۹	-۴۴ ۱۸ ۱۷ ۳۵/۳	CD-۴۴ ۱۱۹۰۹		
				M۷?	۱۳/۹	۱۲/۳	۲/۰۸	۴/۷۲	+۱۲ ۵۸ ۱ ۵۸/۷	لیوتن ۱۱۵۹-۱۶		
				M۲V	۱۰/۲	۸/۶	۲/۳	۴/۱۸	+۱۵ ۲ ۱۲ ۳۴/۵	BD+۱۵۲۶۲۰		
			معلم دیده نشده	M۲V	۱۰/۷	۹/۱	۱/۳۱	۴/۸۳	+۶۸ ۲۲ ۱۷ ۳۶/۶	BD+۶۸۹۳۹		
				WD	۱۲/۵	۱۱	۲/۶۹	۴/۸۵	-۶۴ ۴۲ ۱۱ ۴۴/۲	لیوتن ۱۴۵-۱۴۱		
				M۵V	۱۱/۸	۱۰/۲	۱/۱۲	۴/۸۵	-۱۴ ۳۴ ۲۲ ۵۱/۹	راس ۷۸۰		
M۵eV	۱۲/۵	۱۱/۰	WD	۱۰/۷	۹/۲	K۰V	۶/۰	۴/۵	۴/۰۸	۴/۱۷	-۷ ۳۲ ۴ ۱۴/۲	نهر NO <sup>۲</sup>
			معلم دیده نشده	M۴/۵V	۱۰/۹	۹/۴	۰/۴۹	۴/۹۵	+۲۰ ۰ ۱۰ ۱۸/۲	BD+۲۰ ۲۳۶۵		

BD مربوط به یونر دورج ماسترانگ<sup>۱</sup> می شود.  
 CD مربوط به کردوبا دورج ماسترانگ<sup>۱</sup> می شود.

جدول ضمیمه ۴-۲ ۲۵ ستاره روشن

M <sub>V</sub>	نوع طیفی	حرکت ویژه (سال / ")	فاصله (پارسک)	δ		α		ستاره
				M <sub>V</sub>	(۱۹۷۵)	(۱۹۷۵)		
+۱/۴	A۱ V	۱/۳۲	۲/۷	-۱/۵*	-۱۶° ۴۱	۶ <sup>h</sup> ۴۴/۰ <sup>m</sup>		شعرای یمانی، αCma
-۳/۱	F۰ lb	۰/۰۲	۵۵	-۰/۷	-۵۲ ۴۱	۶ ۲۳/۶		سهیل، αCar
+۴/۴	G۲ V	۳/۶۸	۱/۳	-۰/۳*	-۶۰ ۴۴	۱۴ ۲۸/۰		آلفا قنطورس
-۰/۳	K۲ III	۲/۲۸	۱۱	-۰/۱	+۱۹ ۱۹	۱۴ ۱۴/۵		آرکتوس، αBoo
+۰/۵	A۰ V	۰/۳۴	۸/۱	۰/۰	+۳۸ ۴۶	۱۸ ۳۶/۰		نسرو واقع، αLyr
-۰/۷	G۲ III	۰/۴۴	۱۴	۰/۰*	+۴۵ ۵۲	۵ ۱۴/۸		عیوق، αAur
-۶/۸	B۸ Ia	۰/۰۰	۲۵۰	۰/۱*	-۸ ۱۴	۵ ۱۳/۳		رجل الجبار، β Ori
+۲/۷	F۵ IV - V	۱/۲۵	۳/۵	-۰/۳*	+۵ ۱۷	۷ ۲۸/۰		شعرای شامی، αCmi
-۱/۰	B۵ V	۰/۱۰	۲۰	۰/۵	-۵۷ ۲۲	۱ ۳۷/۸		آرچرنار، αEri
-۴/۱	B۱ III	۰/۰۴	۹۰	-۰/۶*	-۶۰ ۱۵	۱۴ ۲/۱		بتا قنطورس
+۲/۲	A۷ IV - V	۰/۶۶	۵/۱	۰/۸	+۸ ۴۸	۱۹ ۴۹/۵		کرکس، αAql
-۵/۵	M۲ lab	۰/۰۳	۱۵۰	-۰/۸ <sup>†</sup>	+۷ ۲۴	۵ ۵۳/۸		ابطال‌الجزء، αOri
-۰/۲	K۲ III	۰/۲۰	۱۶	-۰/۹*	+۱۶ ۲۸	۴ ۳۴/۰		چشم گاو، αTau
-۴/۰	B۱ V	۰/۰۴	۱۲۰	-۰/۹*	-۶۲ ۰۰	۱۲ ۲۵/۲		آلفا صلیب
-۳/۶	B۱ V	۰/۰۵	۸۰	۱/۰ <sup>†</sup>	-۱۱ ۰۱	۱۳ ۲۳/۹		سماک اغول، αVir
-۴/۵	M۱ lb	۰/۰۳	۱۲۰	۱/۰ <sup>†*</sup>	-۲۶ ۲۲	۱۶ ۲۷/۸		عقرب، αSco
+۰/۸	K۰ III	۰/۶۲	۱۲	۱/۲	+۲۸ ۰۵	۷ ۴۳/۸		پولوکس، βGem
+۲/۰	A۳ V	۰/۳۷	۷	۱/۲	-۲۹ ۴۵	۲۲ ۵۶/۲		فم الحوت، αPsa
-۶/۹	A۷ Ia	۰/۰۰	۴۳۰	۱/۳	+۴۵ ۱۱	۲۰ ۴۰/۶		دجچه، αCyg
-۴/۶	B۰۰/۵ IV	۰/۰۵	۱۵۰	۱/۳	-۵۹ ۳۳	۱۲ ۴۶/۲		بتا صلیب
-۰/۶	B۷ V	۰/۲۵	۲۶	۱/۴*	+۱۲ ۵	۱۰ ۷/۰		قلب الاسد، αLeo
-۵/۴	B۲ II	۰/۰۰	۲۴۰	۱/۵	-۲۸ ۵۶	۶ ۵۷/۷		اپسیلون کلب اکبر
+۰/۹	A۱ V	۰/۲۰	۱۴	۱/۶	+۳۱ ۵۶	۷ ۳۳/۰		کاستور، αGem
-۳/۳	B۲ IV	۰/۰۳	۹۶	۱/۶	-۳۷ ۵	۱۷ ۳۱/۸		لاتدا عقرب
-۳/۶	B۲ III	۰/۰۲	۲۱۰	۱/۶	+۶ ۲۰	۵ ۲۳/۸		یلاتریک، γOri

\* قدر ظاهری ستاره چندگانه، قدر جمع شده می‌باشد، سایر داده‌ها مربوط به روشن‌ترین همدم است.

† ستاره یک متغیر است.

فواصل ستارگان دورتر از اختلاف منظر طیف سنجی نتیجه شده‌اند.

جدول ضمیمه ۴-۳ مشخصات ستاره‌ای با استفاده از نوع طیفی ورده تابندگی

M/M <sub>⊙</sub>			R/R <sub>⊙</sub>			BC	T <sub>eff</sub> (K)			B-V			M <sub>V</sub>			نوع طیفی
I	III	V	I	III	V	V	I	III	V	I	III	V	Ib*	III	V	
۱۰۰		۴۰			۱۸	-۴/۳۰			۵۰۰۰۰	-۰/۳۲	-۰/۳۲	-۰/۳۲			-۶/۰	O۵
۵۰		۱۷	۲۰	۱۶	۷/۶	-۳/۱۷			۲۷۰۰۰	-۰/۲۴	-۰/۳۰	-۰/۳۰	-۶/۲	-۵/۰	-۴/۱	B۰
۲۵		۷	۳۲	۱۰	۴/۰	-۱/۳۹			۱۶۰۰۰	-۰/۰۹	-۰/۱۶	-۰/۱۶	-۵/۷	-۲/۲	-۱/۱	B۵
۱۶		۳/۶	۴۰	۶/۳	۲/۶	-۰/۴۰			۱۰۴۰۰	+۰/۰۱	۰/۰۰	۰/۰۰	-۴/۹	-۰/۶	+۰/۶	A۰
۱۳		۲/۲	۵۰		۱/۸	-۰/۱۵			۸۲۰۰	+۰/۰۷	+۰/۱۵	+۰/۱۵	-۴/۵	+۰/۳	+۲/۱	A۵
۱۳		۱/۸	۶۳		۱/۳	-۰/۰۸			۷۲۰۰	+۰/۲۴	+۰/۳۰	+۰/۳۰	-۴/۵	+۰/۶	+۲/۶	F۰
۱۰		۱/۴	۸۰	۴/۰	۱/۲	-۰/۰۴	۶۲۰۰	۶۵۰۰	۶۷۰۰	+۰/۴۵	+۰/۴۵	+۰/۴۵	-۴/۵	+۰/۷	+۳/۴	F۵
۱۰	۲/۵	۱/۱	۱۰۰	۶/۳	۱/۰۲	-۰/۰۶	۵۰۵۰	۵۵۰۰	۶۰۰۰	+۰/۷۶	+۰/۶۵	+۰/۶۰	-۴/۵	+۰/۶	+۴/۴	G۰
۱۳	۳	۰/۹	۱۲۶	۱۰	۰/۹۳	-۰/۱۰	۴۵۰۰	۴۸۰۰	۵۵۰۰	+۱/۰۶	+۰/۸۶	+۰/۶۵	-۴/۵	+۰/۳	+۵/۲	G۵
۱۳	۴	۰/۸	۲۰۰	۱۶	۰/۸۵	-۰/۱۹	۴۱۰۰	۴۲۰۰	۵۱۰۰	+۱/۴۲	+۱/۰۱	+۰/۸۱	-۴/۵	+۰/۲	+۵/۹	K۰
۱۶	۵	۰/۷	۴۰۰	۲۵	۰/۷۴	-۰/۷۱	۳۵۰۰	۳۷۰۰	۴۳۰۰	+۱/۷۱	+۱/۵۲	+۱/۱۸	-۴/۵	-۰/۳	+۸/۰	K۵
۱۶	۶	۰/۵	۵۰۰		۰/۶۳	-۱/۲۰	۳۳۰۰	۳۵۰۰	۳۷۰۰	+۱/۹۴	+۱/۶۵	+۱/۳۹	-۴/۵	-۰/۴	+۹/۲	M۰
		۰/۲			۰/۳۲	-۲/۱۰			۲۷۰۰	+۲/۱۵	+۱/۸۵	+۱/۶۹	-۴/۵	-۰/۵	+۱۲/۳	M۵

\* تمام ستارگان رده *Ia* دارای یک قدر مرئی مطلق  $-۰/۷$  می‌باشند.

BC تصحیح تابش سنجی است.



## عناصر اتمی

جدول ضمیمه ۵-۱ جدول تناوبی

وزن اتمی *	عدد اتمی	علامت	عنصر
۱/۰۰۸	۱	H	هیدروژن
۴/۰۰۳	۲	He	هلیوم
۶/۹	۳	Li	لیتیوم
۹/۰	۴	Be	بریلیوم
۱۰/۸	۵	B	بور
۱۲/۰	۶	C	کربن
۱۴/۰	۷	N	ازت
۱۶/۰	۸	O	اکسیژن
۱۹/۰	۹	F	فلوئور
۲۰/۲	۱۰	Ne	نتون
۲۳/۰	۱۱	Na	سدیم
۲۴/۳	۱۲	Mg	منیزیم
۲۷/۰	۱۳	Al	آلمینیوم
۲۸/۱	۱۴	Si	سیلیسیم
۳۱/۰	۱۵	P	فسفر
۳۲/۱	۱۶	S	سولفور
۳۵/۵	۱۷	Cl	کلر
۳۹/۹	۱۸	A	آرگون
۳۹/۱	۱۹	K	پتاسیم
۴۰/۱	۲۰	Ca	کلسیم
۴۵/۰	۲۱	Sc	اسکاندیم
۴۷/۹	۲۲	Ti	تیتانیوم
۵۱/۰	۲۳	V	وانادیم
۵۲/۰	۲۴	Cr	کرم
۵۴/۹	۲۵	Mn	منگنز
۵۵/۹	۲۶	Fe	آهن
۵۸/۹	۲۷	Co	کبالت
۵۸/۷	۲۸	Ni	نیکل
۶۳/۵	۲۹	Cu	مس
۶۵/۴	۳۰	Zn	روی
۶۹/۷	۳۱	Ga	گالیم
۷۲/۶	۳۲	Ge	ژرمانیم

\* در جایی که اوزان اتمی متوسط بخوبی معین نشده باشند، اعداد جرم اتمی پایدارترین ایزوتوپها در پرانتز داده می‌شوند.

جدول ضمیمه ۵-۱ جدول تناوبی (ادامه)

وزن اتمی	عدد اتمی	علامت	عنصر
۷۴/۹	۳۳	As	ارسنیک
۷۹/۰	۳۴	Se	سلنیم
۷۹/۹	۳۵	Br	برم
۸۳/۳	۳۶	Kr	کریپتون
۸۵/۵	۳۷	Rb	ربیدیم
۸۷/۶	۳۸	Sr	استرونسیم
۸۸/۹	۳۹	y	ایتربوم
۹۱/۲	۴۰	Zr	زیرکونیم
۹۲/۹	۴۱	Nb	نیوبیم
۹۶/۰	۴۲	Mo	مولیبدن
(۹۹)	۴۳	Tc	تکنسیم
۱۰۱/۱	۴۴	Ru	روتنیم
۱۰۲/۹	۴۵	Rh	رودیم
۱۰۶/۴	۴۶	Pd	پالادیم
۱۰۷/۹	۴۷	Ag	نقره
۱۱۲/۴	۴۸	Cd	کادمیم
۱۱۴/۸	۴۹	In	ایندیم
۱۱۸/۷	۵۰	Sn	قلع
۱۲۱/۸	۵۱	Sb	آنتیموان
۱۲۷/۶	۵۲	Te	تلوریم
۱۲۶/۹	۵۳	I	ید
۱۳۱/۳	۵۴	Xe	گزنن
۱۳۲/۹	۵۵	Cs	سزیم
۱۳۷/۴	۵۶	Ba	باریم
۱۳۸/۹	۵۷	La	لانتان
۱۳۸/۹	۵۸	Ce	سریم
۱۴۰/۹	۵۹	Pr	پرازئودیمیم
۱۴۴/۳	۶۰	Nd	نئودیمیم
(۱۴۷)	۶۱	Pm	پرومتیم
۱۵۰/۴	۶۲	Sm	ساماریم
۱۵۲/۰	۶۳	Eu	اروپیم
۱۵۷/۳	۶۴	Ga	گادولینیم
۱۵۸/۹	۶۵	TB	تریم
۱۶۲/۵	۶۶	Dy	دیسپروزیم
۱۶۴/۹	۶۷	Ho	هلمیم
۱۶۷/۳	۶۸	Er	اریم

جدول ضمیمه ۵-۱ جدول تناوبی (ادامه)

وزن اتمی	عدد اتمی	علامت	عنصر
۱۶۸/۹	۶۹	Tm	تولیم
۱۷۳/۰	۷۰	Yb	ایتریم
۱۷۵/۰	۷۱	Lu	لوتتیم
۱۷۸/۵	۷۲	Hf	هافنیم
۱۸۱/۰	۷۳	Ta	تانتالوم
۱۸۳/۹	۷۴	W	تنگستن
۱۸۶/۲	۷۵	Re	رنیم
۱۹۰/۲	۷۶	Os	اسمیم
۱۹۲/۲	۷۷	Ir	ایریدیم
۱۹۵/۱	۷۸	Pt	پلاتین
۱۹۷/۰	۷۹	Au	طلا
۲۰۰/۶	۸۰	Hg	جیوه
۲۰۴/۴	۸۱	Tl	تالیم
۲۰۷/۰	۸۲	Pb	سرب
۲۰۹/۰	۸۳	Bi	بیسموت
(۲۰۹)	۸۴	Po	پلونیوم
(۲۱۰)	۸۵	At	استاتین
(۲۲۲)	۸۶	Rn	رادون
(۲۲۳)	۸۷	Fr	فرانسیسم
۲۲۶/۱	۸۸	Ra	رادیوم
(۲۲۷)	۸۹	Ac	اکتی نیم
۲۳۲/۰	۹۰	Th	توریم
(۲۳۱)	۹۱	Pa	پروتاکتینیم
۲۳۸/۱	۹۲	U	اورانیم
(۲۳۷)	۹۳	Np	نپتونیم
(۲۴۴)	۹۴	Pu	پلوتونیم
(۲۴۳)	۹۵	Am	آمریکیم
(۲۴۸)	۹۶	Cm	کوریم
(۲۴۷)	۹۷	Bk	برکلیم
(۲۵۱)	۹۸	Cf	کالیفرنیم
(۲۵۴)	۹۹	E	اینشتینیم
(۲۵۳)	۱۰۰	Fm	فرمیوم
(۲۵۶)	۱۰۱	Md	مندلیوم
(۲۵۳)	۱۰۲	No	نوبلیوم
(۲۵۶)	۱۰۳	Lw	لارنسیم
(۲۶۱)	۱۰۴	Rf	راتر فوردم
(۲۶۰)	۱۰۵	Ha	هانیم

## تبدیل واحدها

## مساحت

$$1 \text{ m}^2 = 10^4 \text{ cm}^2$$

$$1 \text{ km}^2 = 0.3861 \text{ mi}^2$$

$$1 \text{ in.}^2 = 6.4516 \text{ cm}^2$$

$$1 \text{ ft}^2 = 9.29 \times 10^{-2} \text{ m}^2$$

$$1 \text{ m}^2 = 10.76 \text{ ft}^2$$

## حجم

$$1 \text{ m}^3 = 10^6 \text{ cm}^3$$

$$1 \text{ L} = 1000 \text{ cm}^3 = 10^{-3} \text{ m}^3$$

$$1 \text{ gal} = 3.786 \text{ L} = 231 \text{ in.}^3$$

## زمان

$$1 \text{ h} = 60 \text{ min} = 3.6 \text{ ks}$$

$$1 \text{ day} = 24 \text{ h} = 1440 \text{ min} = 86.4 \text{ ks}$$

$$1 \text{ year} = 365.24 \text{ day} = 31.56 \text{ Ms}$$

## تندی

$$1 \text{ km/h} = 0.2778 \text{ m/s} = 0.6215 \text{ mi/h}$$

$$1 \text{ mi/h} = 0.4470 \text{ m/s} = 1.609 \text{ km/h}$$

## زاویه و تندى زاویه

$$\pi \text{ rad} = 180^\circ$$

$$1 \text{ rad} = 57.30^\circ$$

$$1^\circ = 1.745 \times 10^{-2} \text{ rad}$$

$$1 \text{ rev/min} = 0.1047 \text{ rad/s}$$

ستاره‌شناسان به طور سنتی از سیستم واحدهای cgs استفاده می‌کنند، در صورتی که فیزیکدانها بخوبی واحدهای SI را بکار می‌برند. در اینجا ما واحدهای SI اصلی و بعضی از تبدیلات مفید به واحدهای cgs و انگلیسی را ارائه می‌دهیم. SI برای واحدهای سیستم بین‌المللی قرار می‌گیرد (The International System of Units)

## واحدهای اصلی SI

طول: متر (m)

زمان: ثانیه (s)

جرم: کیلوگرم (kg)

جریان: آمپر (A)

دما: کلوین (K)

شدت تابندگی: شمع (cd)

## واحدهای فرعی SI

نیرو: نیوتون (N)  $1 \text{ N} = 1 \text{ kg.m/s}^2$ کار و انرژی: ژول (J)  $1 \text{ J} = 1 \text{ N.m}$ توان: وات (W)  $1 \text{ W} = 1 \text{ J/s}$ بسامد: هرتز (Hz)  $1 \text{ Hz} = \text{S}^{-1}$ بار: کولمب (C)  $1 \text{ C} = 1 \text{ A.s}$

$$1 \text{ rad/s} = 9.549 \text{ rev/min}$$

جرم

$$1 \text{ g} = 0.035 \text{ oz}$$

$$1 \text{ kg} = 1000 \text{ g}$$

$$1 \text{ tonne} = 1000 \text{ kg} = 1 \text{ Mg}$$

چگالی

$$1 \text{ g/cm}^3 = 1000 \text{ kg/m}^3 = 1 \text{ kg/L}$$

نیرو

$$1 \text{ N} = 0.2248 \text{ lb} = 10^5 \text{ dyn}$$

$$1 \text{ lb} = 4.4482 \text{ N}$$

فشار

$$1 \text{ Pa} = 1 \text{ N/m}^2$$

$$1 \text{ atm} = 101.325 \text{ kPa} = 1.01325 \text{ bars}$$

$$1 \text{ atm} = 14.7 \text{ lb/in.}^2 = 760 \text{ mmHg}$$

توان

$$1 \text{ hp} = 550 \text{ ft. lb/s} = 745.7 \text{ W}$$

$$1 \text{ Btu/min} = 17.58 \text{ W}$$

$$1 \text{ W} = 1.341 \times 10^{-3} \text{ hp}$$

القاهمغناطیسی

$$1 \text{ G} = 10^{-4} \text{ T}$$

$$1 \text{ T} = 10^4 \text{ G}$$

$$1 \text{ T} = 1 \text{ N/A.m} \text{ القاهمغناطیسی: تسلا (T)}$$

$$1 \text{ Pa} = 1 \text{ N/m}^2 \text{ فشار: پاسکال (Pa)}$$

تبدیل

طول

$$1 \text{ km} = 0.6215 \text{ mi}$$

$$1 \text{ mi} = 1.609 \text{ km}$$

$$1 \text{ m} = 1.0936 \text{ yd} = 3.281 \text{ ft} = 39.37 \text{ in.}$$

$$1 \text{ in.} = 2.54 \text{ cm}$$

$$1 \text{ ft} = 12 \text{ in.} = 30.48 \text{ cm}$$

$$1 \text{ yd} = 3 \text{ ft} = 91.44 \text{ cm}$$

$$1 \text{ lightyear} = 9.461 \times 10^{15} \text{ m}$$

$$1 \text{ A} = 0.1 \text{ nm}$$

$$1 \text{ torr} = 1 \text{ mmHg} = 133.32 \text{ Pa}$$

$$1 \text{ bar} = 100 \text{ kPa}$$

انرژی

$$1 \text{ kW.h} = 3.6 \text{ MJ}$$

$$1 \text{ Btu} = 778 \text{ ft.lb} = 252 \text{ cal} = 1054.35 \text{ J}$$

$$1 \text{ eV} = 1.602 \times 10^{-19} \text{ J}$$

$$1 \text{ erg} = 10^{-7} \text{ J}$$

## ثابت‌ها و واحدها

جدول ضمیمه ۷-۱ ثابتهای نجومی

$Au = 1/496 \times 10^{11} \text{ m}$	واحد نجومی
$Pc = 2.6265 Au$	پارسک
$= 2/261 y$	
$= 3/0.86 \times 10^{16} \text{ m}$	
$Ly = 6/324 \times 10^4 Au$	سال نوری
$= 0.307 Pc$	
$= 9/46 \times 10^{15} \text{ m}$	
$1 \text{ yr} = 256/26 \text{ days}$	سال نجومی
$= 3/16 \times 10^7 \text{ s}$	
$M_{\oplus} = 5/98 \times 10^{24} \text{ kg}$	جرم زمین
$R_{\oplus} = 6378 \text{ km}$	شعاع زمین در استوا
$V_{\oplus} = 30 \text{ km/s}$	سرعت مداری زمین
$M_{\odot} = 1/99 \times 10^{30} \text{ kg}$	جرم خورشید
$R_{\odot} = 6/96 \times 10^5 \text{ km}$	شعاع خورشید
$L_{\odot} = 3/90 \times 10^{26} \text{ W}$	تابندگی خورشید
$T_{\text{eff}} = 5800 \text{ k}$	دمای موثر خورشید
$M_{\text{J}} = 7/3 \times 10^{22} \text{ kg} = 0.0123 M_{\oplus}$	جرم ماه
$R_{\text{J}} = 1738 \text{ km} = 0.273 R_{\oplus}$	شعاع ماه
$d_{\text{J}} = 3/84 \times 10^5 \text{ km}$	شعاع مدار ماه
$P_{\text{J}} = 27/3 \text{ days}$	ماه نجومی
$= 29/5 \text{ days}$	ماه قمری
$d = 8/5 \text{ kpc}$	فاصله خورشید از مرکز کهکشان خودی
$V_{\odot} = 220 \text{ km/s}$	سرعت خورشید حول مرکز کهکشان
$D = 50 \text{ kpc}$	قطر کهکشان خودی
$M = (7 \times 10^{11}) M_{\odot}$	جرم کهکشان خودی

جدول ضمیمه ۷-۲ ثابتهای فیزیکی و ریاضی

$c = 3/00 \times 10^8 \text{ m/s}$	سرعت نور
$G = 6/67 \times 10^{-11} \text{ N.m}^2/\text{kg}^2$	ثابت گرانش
$h = 6/625 \times 10^{-34} \text{ joule.s}$	ثابت پلانک
$k = 1/38 \times 10^{-23} \text{ joule/K}$	ثابت بولتزمن
$R = 1/097 \times 10^8 \text{ J/m}$	ثابت ریذبرگ
$\sigma = 5/67 \times 10^{-8} \text{ W/m}^2 \text{ K}^{-4}$	ثابت استفان بولتزمن
$\lambda_{\text{max}} T = 2/898 \times 10^{-3} \text{ AK}$	ثابت قانون وین
$m_H = 1/67 \times 10^{-27} \text{ kg}$	جرم اتم هیدروژن
$m_e = 9/11 \times 10^{-31} \text{ kg}$	جرم الکترون
$e = 1/602 \times 10^{-19} \text{ C}$	بار الکترون
$1 \text{ eV} = 1/602 \times 10^{-19} \text{ J}$	الکترون ولت
$1 \text{ eV} \rightarrow 1/24 \times 10^{-8} \text{ \AA}$	طول موج معادل eV
$\pi = 3/1416$	عدد پی
$e = 2/7183; \log_e e = 0/4343$	لگاریتم پایه ده e
$\text{amu} = 1/660539 \times 10^{-27} \text{ kg}$	واحد جرم اتمی
$m_p = 1/007277 \text{ amu}$	جرم پروتون
$m_n = 1/008665 \text{ amu}$	جرم نوترون

جدول ضمیمه ۷-۳ واحدها و تبدیلات

$10^{12} = (T)$	ترا
$10^9 = (G)$	گیگا
$10^6 = (M)$	مگا
$10^3 = (K)$	کیلو
$10^2 = (h)$	هکتو
$10 = (da)$	دکا
$10^{-1} = (d)$	دسی
$10^{-2} = (c)$	سانتی
$10^{-3} = (m)$	میلی
$10^{-6} = (\mu)$	میکرو
$10^{-9} = (n)$	نانو
$10^{-12} = (p)$	پیکو

دما

$$K = C + 273$$

$$F = 9/5C + 32$$

اندازه زاویه‌ای؛ درجه و زمان

$$360^\circ = 24^h = 2\pi \text{ rad}; 1 \text{ rad} = 57' 17'' 45''' = 2.06267/18^\circ$$

$$1^\circ = 60' = 3600'' \quad 1' = 0.1745 \text{ rad}$$

$$= 3^m \quad 1'' = 4/848 \times 10^{-6} \text{ rad}$$

$$15^\circ = 1^h \quad 4\pi \text{ sr} = \text{کره}$$

## الفبای یونانی

$\nu$	N	نو	$\alpha$	A	آلفا
$\xi$	$\Xi$	کسی	$\beta$	B	بتا
$\omicron$	O	امیکرن	$\gamma$	$\Gamma$	گاما
$\pi$	$\Pi$	پای	$\delta$	$\Delta$	دلتا
$\rho$	P	رو	$\epsilon$	E	اپسیلون
$\sigma$	$\Sigma$	زیگما	$\zeta$	Z	زتا
$\tau$	T	تاو	$\eta$	H	اتا
$\upsilon$	Y	اُپسیلون	$\theta$	$\Theta$	تتا
$\phi$	$\Phi$	فی	$\iota$	I	یوتا
$\chi$	X	چی	$\kappa$	K	کاپا
$\psi$	$\Psi$	پسی	$\lambda$	$\Lambda$	لامدا
$\omega$	$\Omega$	اومگا	$\mu$	M	مو



## عملگرهای ریاضی

در هفت بخش بعد، به طور خلاصه روشهای ریاضی نجومی و اخترازیکی پایه را مرور می‌کنیم: مثلثات، مثلثات کروی، نماد نمائی، هندسه تحلیلی، آنالیز برداری، رشته‌ها، حساب و فرمولهای اندازه‌گیری. برای سهولت در مراجعات مفیدترین نتایج در چهارگوشه‌ها و جداول قرار داده شده‌اند.

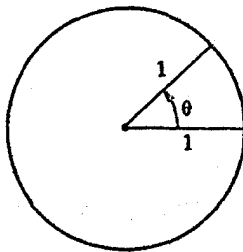
### ضمیمه ۹-۱ مثلثات

#### (الف) اندازه زاویه‌ای

شکل (ضمیمه ۱) دایره‌ای به شعاع واحد را نشان می‌دهد. اندازه زاویه‌ای  $\theta$  ممکن است به سه طریق مشخص شود. قدیمی‌ترین و آشناترین روش این است که محیط دایره را به  $360^\circ$  قسمت مساوی تقسیم می‌کنند و  $\theta$  را به یکی از این قسمتها مربوط کرده و آن را یک درجه قوسی ( $^\circ$ ) می‌نامند. هر درجه قوسی به  $60$  دقیقه قوسی ( $'$ ) و هر دقیقه قوسی به  $60$  ثانیه قوسی ( $''$ ) تقسیم می‌شود. بنابراین،  $1^\circ = 60' = 3600''$  در کل دایره وجود دارد.

به طور نجومی، یک چرخش زمین  $24$  ساعت ( $^h$ ) طول می‌کشد؛ ما عادت داریم که ساعت را به  $60$  دقیقه ( $^m$ ) و هر دقیقه را به  $60$  ثانیه ( $^s$ ) تقسیم کنیم. بنابراین،  $1^\circ = 86400'' = 24 \times 60 \times 60$  در هر چرخش وجود دارد. یک چرخش کامل ( $24^h$ ) به دایره کامل ( $360^\circ$ ) مربوط می‌شود. لذا ممکن است بیان کنیم که  $1^h = 15^\circ$ ،  $1^m = 15''$ ،  $1^s = 15'''$ .

سرانجام، ممکن است یک رادیان ( $rad$ ) را به عنوان زاویه  $\theta$  مربوط به طول واحد در امتداد دایره‌ای به شعاع واحد مربوط کنیم. چون تمام محیط  $2\pi$  واحد طول است ( $\pi \approx 3.1415930000$ )، لذا  $2\pi$  رادیان در تمام  $360^\circ$  وجود دارد. بنابراین:  $1 rad = \frac{360^\circ}{2\pi} = 57.2958^\circ = 206264.81''$ . [اندازه رادیان به سطوح زاویه‌ای با توجه به این که سطح یک کره با شعاع واحد  $4\pi$  برابر مربع واحد است، یعنی  $4\pi$  استرادیان ( $sr$ )، توسعه داده می‌شود. چون یک استرادیان یک مربع رادیان است، لذا  $41252.96$  مربع درجه قوسی روی کره وجود دارد.]



شکل ضمیمه ۱

(ب) مثلث قائم الزاویه

مثلث  $OHA$  در شکل (ضمیمه ۲) یک مثلث قائم الزاویه است، چون زاویه راس  $H$  مساوی  $90^\circ$  می باشد. نسبت به زاویه  $\theta$ ، سه ضلع این مثلث  $a$  (مجاور)،  $O$  (مخالف) و  $h$  (وتر) نامگذاری می شوند. توابع مثلثاتی اساسی، سینوس ( $\sin$ ) و کسینوس ( $\cos$ ) به صورت زیر تعریف می شوند

$$\sin \theta = \frac{O}{h} \quad \cos \theta = \frac{a}{h}$$

یک تابع وابسته، تانژانت ( $\tan$ )، به صورت زیر دنبال می شود

$$\tan \theta = \frac{O}{a} = \left(\frac{O}{h}\right) \left(\frac{a}{h}\right) = \frac{\sin \theta}{\cos \theta}$$

این توابع مثلثاتی ممکن است با استفاده از علائم داده شده در جدول (ضمیمه ۹-۱)، مقادیر ویژه لیست شده در جدول (ضمیمه ۹-۲) و مقادیر هر درجه قوسی از  $0^\circ$  تا  $90^\circ$  برای دایره کامل ( $0^\circ \leq \theta \leq 360^\circ$ ) توسعه داده شود. اتحادهای عملی زیر در این ارتباط مورد نیاز می باشند

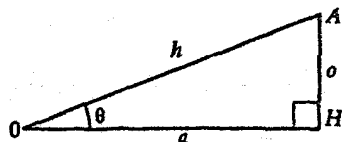
$\sin \theta = + \cos (\theta - 90^\circ) = - \sin (\theta - 180^\circ) = - \cos (\theta - 270^\circ)$ $\cos \theta = - \sin (\theta - 90^\circ) = - \cos (\theta - 180^\circ) = + \sin (\theta - 270^\circ)$ $\tan \theta = - \cos (\theta - 90^\circ) = + \tan (\theta - 180^\circ) = - \cot (\theta - 270^\circ)$
--

همچنین به ندرت با سه تابع معکوس مواجه می شویم

$$\text{cosecant} \rightarrow \csc \theta = h / o = 1 / \sin \theta$$

$$\text{secant} \rightarrow \sec \theta = h / a = 1 / \cos \theta$$

$$\text{cotangent} \rightarrow \cot \theta = a / o = 1 / \tan \theta$$



شکل ضمیمه ۲

اتجاههای مثلثاتی زیر بسیار مفید هستند:

فیشاغورث  $\begin{cases} \sin^2 \theta + \cos^2 \theta = 1 & 1 + \tan^2 \theta = \sec^2 \theta \end{cases}$

مجموع و تفاضل  $\begin{cases} \sin(\theta \pm \phi) = \sin \theta \cos \phi \pm \cos \theta \sin \phi \\ \cos(\theta \pm \phi) = \cos \theta \cos \phi \mp \sin \theta \sin \phi \end{cases}$

زاویه دو برابر  $\begin{cases} \sin 2\theta = 2 \sin \theta \cos \theta \\ \sin^2 \theta = (1/2)(1 - \cos 2\theta) \quad \cos^2 \theta = (1/2)(1 + \cos 2\theta) \end{cases}$

جدول ضمیمه ۱-۹

ناحیه	tan	cos	sin
۰°-۹۰°	+	+	+
۹۰°-۱۸۰°	-	-	+
۱۸۰°-۲۷۰°	+	-	-
۲۷۰°-۳۶۰°	-	+	-

جدول ضمیمه ۲-۹

					زاویه
Cot	tan	cos	sin	Rad	درجه قوسی
$\infty$	۰	۱	۰	۰	۰
$\sqrt{3}$	$\frac{\sqrt{3}}{3}$	$\frac{\sqrt{3}}{2}$	$\frac{1}{2}$	$\pi/6$	۳۰
۱	۱	$\frac{\sqrt{2}}{2}$	$\frac{\sqrt{2}}{2}$	$\pi/4$	۴۵
$\frac{\sqrt{3}}{3}$	$\sqrt{3}$	$\frac{1}{2}$	$\frac{\sqrt{3}}{2}$	$\pi/3$	۶۰
۰	$\infty$	۰	۱	$\pi/2$	۹۰

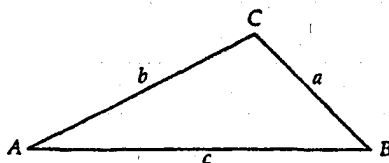
## (ج) مثلث مسطح

شکل (ضمیمه ۳) مثلث مسطح عمومی  $ABC$  را با رئوس  $A$  و  $B$  و  $C$  و اضلاع مقابل مربوطه  $a$ ،  $b$  و  $c$  نشان می‌دهد. برای چنین مثلثی فرمولهای زیر بدست می‌آیند:

$$\text{مساحت} = \sqrt{s(s-a)(s-b)(s-c)}, \quad \text{که } s = (1/2)(a+b+c)$$

$$\text{قانون سینوسها} \quad \left\{ \frac{a}{\sin A} = \frac{b}{\sin B} = \frac{c}{\sin C} \right.$$

$$\text{قانون کسینوسها} \quad \left\{ \begin{array}{l} a^2 = b^2 + c^2 - 2bc \cos A \\ b^2 = c^2 + a^2 - 2ca \cos B \\ c^2 = a^2 + b^2 - 2ab \cos C \end{array} \right.$$



شکل ضمیمه ۳

## ضمیمه ۹-۲ مثلثات کروی

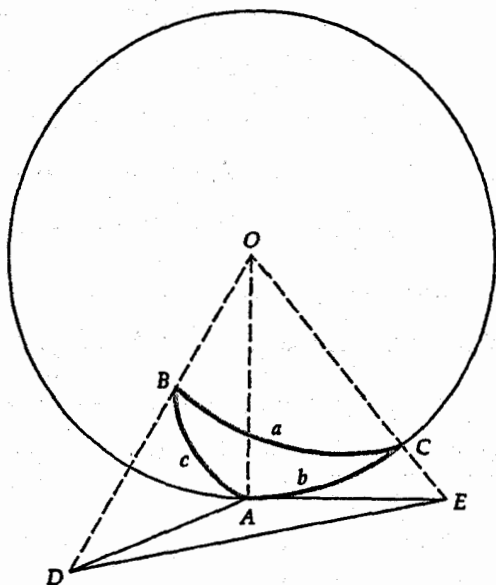
## (الف) مثلث کروی

هر صفحه‌ای که از مرکز یک کره عبور کند، کره را در کمانی قطع خواهد کرد که این کمان قسمتی از یک دایره عظیمه می‌باشد. هر صفحه که از مرکز کره نگذرد، سطح آن را در یک منحنی قطع می‌کند که دایره کوچک نام دارد. وقتی دو دایره عظیمه یکدیگر را قطع کنند، زاویه بین آنها زاویه کروی نام دارد. در شکل (ضمیمه ۴)، کمانهای  $AB$ ،  $BC$  و  $CA$  کمانهای دایره عظیمه‌اند، و زوایای  $ABC$ ،  $BCA$  و  $CAB$  زوایای کروی می‌باشند. این کمانهای دایره عظیمه و زوایای کروی مثلث کروی  $ABC$  را می‌سازند. توجه داشته باشید که کمانها و زوایای تصویر شده صفحه مماس بر کره در  $A$  مثلث مسطح تصویر شده  $ADE$  را تشکیل می‌دهند.

(ب) فرمول کسینوس

اگر اضلاع مثلث کروی در شکل (ضمیمه ۴) را همان گونه که مشخص شده است  $a$ ،  $b$  و  $c$  بنامیم، آنگاه طول اضلاع و زاویه  $CBA = A$  توسط فرمول اساسی مثلثات کروی زیر داده می شود

$$\cos a = \cos b \cos c + \sin b \sin c \cos A$$



شکل ضمیمه ۴

توجه کنید که اضلاع و هم چنین زوایای بین آنها برحسب مقادیر زاویه ای داده شده اند.

اگر دو ضلع و زاویه بین آنها معلوم باشند، با استفاده از فرمول کسینوس می توان ضلع سوم را محاسبه کرد. اگر سه ضلع معلوم باشند، یا استفاده مکرر از فرمول می توان سه زاویه را پیدا کرد.

(ج) فرمول سینوس

رابطه بین هر دو ضلع و زوایای مقابل آنها در یک مثلث کروی توسط فرمول سینوس داده می شود:

$$\frac{\sin A}{\sin a} = \frac{\sin B}{\sin b} = \frac{\sin C}{\sin c}$$

بهرحال باید آگاه بود، با مقایسه با محاسبات مثلثات مسطحه، یک ابهام ذاتی بین (زاویه)  $\sin$  و (زاویه -  $180$ )  $\sin$  وجود دارد.

### ضمیمه ۹-۳ نماد نمائی

#### (الف) توانها و ریشه‌ها

هنگامی که یک عدد مثبت  $a$  در خودش  $m$  بار ضرب شود، نتیجه برابر توان  $m$ ام  $a$  است:

$$a \times a \times a \times a \times \dots \times a = a^m \quad (\text{بار } m) \dots$$

وقتی که چند توان مشابه از یک عدد در هم ضرب شوند، توانهای آنها با هم جمع می‌شوند:  $a^m a^n = a^{m+n}$ . اگر  $a \equiv 1$  تعریف شود، سپس توانهای منفی مجاز بوده و معکوس نامیده می‌شوند:

$$a^{-m} = \frac{1}{a^m} \rightarrow a^m a^{-m} = a^{m-m} = a^0 = 1$$

به طور مشابه، جمله  $a^{1/m}$  را ریشه  $m$ ام  $a$  می‌نامیم، زیرا  $a$  را هنگامی که ریشه آن به توان  $m$  رسیده باشد،  $a^1 = a = \frac{m}{a^m} = (a^{1/m})^m$ . توجه کنید که یک توان یا ریشه که به توان جدیدی برسد، دو نما در هم ضرب می‌شوند. این نتایج به سهولت برای هر نمای حقیقی (نه الزاماً یک عدد صحیح یا یک کسر گویا) توسط فرمولهای زیر تعمیم داده می‌شود

$a^0 = 1$	$a^{-m} = 1/a^m$
$(ab)^m = a^m b^m$	
$a^m a^n = a^{m+n}$	$(a^m)^n = a^{mn}$

فاکتوریل عدد صحیح  $n$  را به صورت حاصلضرب  $n$  با کلیه اعداد صحیح کوچکتر از خود (تا یک) تعریف می‌کنیم:  $n! = n(n-1)(n-2)\dots(3)(2)(1)$ . واضح است که تعریف کنیم  $0! = 1$ . مثالهای ساده‌ی زیر این تردهستی‌ها را نشان می‌دهند:

$$3^4 = 3 \times 3 \times 3 \times 3 = 81$$

$$2^{-2} = 1/2^2 = 1/(2 \times 2 \times 2) = 1/8$$

$$15^2 = (3 \times 5)^2 = 3^2 \times 5^2 = 9 \times 25 = 225$$

$$6^2 \times 6^3 = 6^{2+3} = 6^5$$

$$(\sqrt{2})^2 = (2^{1/2})^2 = 2^{2/2}$$

$$4! = 4 \times 3 \times 2 \times 1 = 24$$

(ب) نماها و لگاریتم‌ها

وقتی که پایه  $a$  داده شود، فرمول نمایی

$$y = a^x = x \text{ به توان } a$$

مقدار  $y$  را برای هر مقدار انتخابی  $x$  (نما) بدست می‌دهد. مع ذلک، اگر  $a$  و  $y$  را داشته باشیم و بخواهیم  $x$  را پیدا کنیم، بایستی این رابطه را برای بدست آوردن فرمول لگاریتم تبدیل نمائیم.

نمای  $a$  که  $y$  را بدست می‌دهد  $x = \log_a y$

مثلاً،  $2^3 = 8$  داده شده است، می‌دانیم که  $x = 3$ ، زیرا  $2^3 = 2 \times 2 \times 2 = 8$ ؛ بنابراین،

$$\log_2 8 = 3$$

خصوصیات عمومی توانها و ریشه‌ها به روابط مفید زیر برای لگاریتم منجر می‌شوند:

ضرب	$\log_a (xy) = \log_a x + \log_a y$
خارج قسمت	$\log_a (x/y) = \log_a x - \log_a y$
توان	$\log_a (y^n) = n \log_a y$
تغییر پایه	$\log_a y = (\log_a b) (\log_b y)$

در این کتاب، اغلب پایه ده دهی،  $a = 10$ ، را وارد می‌کنیم؛ لگاریتم‌ها نسبت به این پایه لگاریتم، معمولی (به صورت "log" نوشته می‌شود) نامیده می‌شود. هر لگاریتم معمولی از دو قسمت تشکیل می‌شود: یک قسمت صحیح (مفسر) و یک قسمت اعشاری «نامحدود» (مانتیس). مثلاً،

$$\log 33/7 = \log 10^{1/5276} = \frac{1}{5276}$$

مانتیس      مفسر

هنگامی که از نماد توان ده استفاده می‌کنیم،  $33/7 = 3/37 \times 10$ ، مفسر ۱ بلافاصله ظاهر می‌شود. مهم این که در حساب (بخش ضمیمه (۹-۶))، گرچه به ندرت در این کتاب آمده است، نماها در پایه  $e = 2/7182810000$  آورده می‌شود. لگاریتم طبیعی یا نیپری به صورت "ln" مشخص می‌شود. در کلیه محاسبات عملی، تغییری در پایه به سیستم ده‌دهی (لگاریتم معمولی) برای استفاده از روابط می‌دهیم:

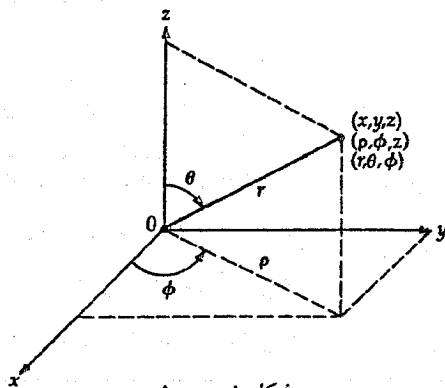
$$e^x = 10^{0.4343x}$$

$$\ln x = (2/3026) \log x$$

## ضمیمه ۹-۴ هندسه تحلیلی

## (الف) سیستم مختصات

برای قرار دادن نقطه‌ای در فضای سه بعدی، سه سیستم مختصات معمولی وجود دارد. آشنا ترین سیستم، مختصات دکارتی متعامد  $(x, y, z)$  است. با شروع از مبدأ  $O$  ( $x=0, y=0, z=0$ )، محور  $x$  را واحد و سپس به موازات محور  $y$ ،  $y$  واحد و به طرف بالا و به موازات محور  $z$ ،  $z$  واحد (شکل (ضمیمه ۵)) امتداد می‌دهیم.



شکل ضمیمه ۵

در مختصات قطبی استوانه‌ای  $(\rho, \phi, z)$ ، نقطه با حرکت از مبدأ در صفحه  $xy$  به طرف خارج به اندازه  $\rho$  در زاویه  $\phi$  نسبت به محور  $x$  و سپس به طرف بالا و به موازات محور  $z$  و به اندازه  $z$  واحد تعیین می‌شود (شکل (ضمیمه ۵)). این مختصات به وضوح به مختصات کارتزین توسط روابط زیر مربوط می‌شوند

$$x = \rho \cos \phi, \quad y = \rho \sin \phi, \quad z = z$$

سرانجام، در مختصات کروی  $(r, \theta, \phi)$ ، به اندازه فاصله  $r$  در زاویه  $\theta$  نسبت به محور  $z$  حرکت می‌کنیم؛ تصویر این حرکت بر صفحه  $xy$  به اندازه زاویه  $\phi$  نسبت به محور  $x$  متمایل می‌شود و دارای طول  $\rho = r \sin \theta$  (شکل (ضمیمه ۵)) می‌باشد. بنابراین، ارتباط با مختصات کارتزین توسط روابط زیر داده می‌شود

$$x = r \sin \theta \cos \phi, \quad y = r \sin \theta \sin \phi, \quad z = r \cos \theta$$

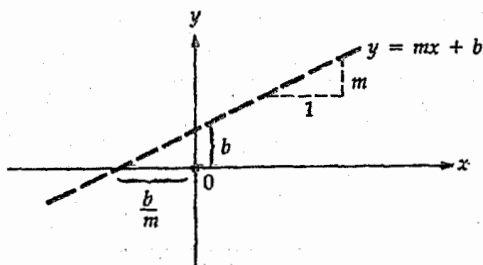
## (ب) نمودارها

$\gamma$  را به صورت تابعی از  $x$  توسط معادله جبری  $y = y(x)$  تعریف می‌کنیم. بنابراین، به ازاء هر



مقدار  $x$ ، تابع یک مقدار از لایه دست می دهد و در نتیجه یک جفت  $(x, y)$  داریم. برای نمایش بهتر خواص تابع، هر جفت  $(x, y)$  را به عنوان نقطه ای در سیستم مختصات کارتیزین دو بعدی رسم می کنیم؛ نتیجه یک منحنی است.

معادله خطی نظیر  $y = mx + b$  را در نظر می گیریم که  $m$  و  $b$  ثابت هستند. هنگامی که  $x = 0$ ،  $y = b$  می شود. موقعی که  $x = \frac{-b}{m}$  می گردد. به ازاء هر واحد افزایش در  $x$ ،  $y$  به اندازه  $m$  واحد زیاد می شود؛ بیان می کنیم که شیب برابر  $m$  است. نمودار این تابع یک خط راست می باشد که در شکل (ضمیمه ۶) نشان داده شده است.

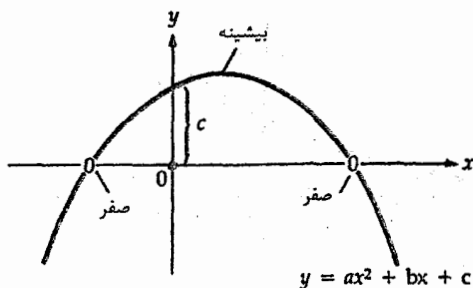


شکل ضمیمه ۶

اکنون معادله درجه دوم  $y = ax^2 + bx + c$  را که  $a$ ،  $b$  و  $c$  ثابت هستند، بررسی می کنیم. هنگامی که  $x = 0$  و  $y = 0$  می شود؛ دو صفر معادله (جایی که  $y = 0$  است) توسط فرمول درجه دوم زیر داده می شود:

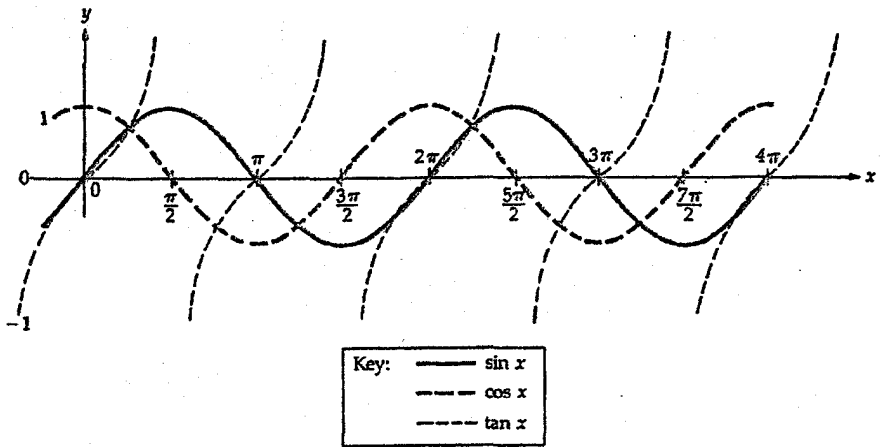
$$x = \frac{-b \pm \sqrt{b^2 - 4ac}}{2a}$$

نمودار این تابع (شکل (ضمیمه ۷)) یک منحنی سهمی است.

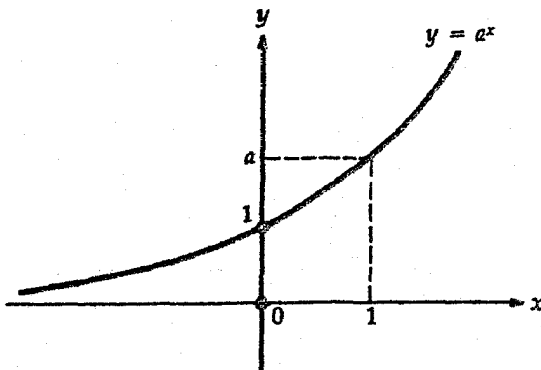


شکل ضمیمه ۷

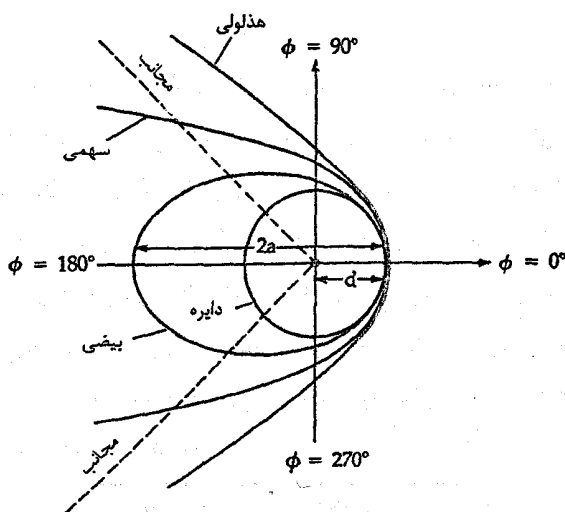
فایده این نمودارها به هنگام بررسی توابع پیچیده تر، بسیار آشکارتر هستند. شکل (ضمیمه ۸) توابع مثلثاتی  $\sin x$ ،  $\cos x$  و  $\tan x$  را نشان می دهد. شکل (ضمیمه ۹) تابع نمایی  $y = a^x$  را رسم می کند؛ تابع لگاریتمی  $x = \log_a y$  ممکن است با چرخش نمودار در جهت عکس حرکت عقربه های ساعت دیده شود.



شکل ضمیمه ۸



شکل ضمیمه ۹



شکل ضمیمه ۱۰

### (ج) توابع کانونی

در مختصات قطبی صفحه  $(\rho, \phi)$ ، تمام مدارهای گرانشی ممکن است توسط تنها معادله  $\rho = d(1+e)/(1+e \cos \phi)$  تعریف شوند که  $\rho = d$  نزدیکترین فاصله تا مبدا (در  $\phi = 0$ ) می باشد. نمودار این تابع منحنی های مختلفی نتیجه می دهد که مقاطع مخروطی (شکل ضمیمه ۱۰) نامیده می شوند.

هنگامی که  $e = 0$  باشد، دایره ای به شعاع  $d$  خواهیم داشت. موقعی که  $e > 0$  در گستره  $0 < e < 1$  باشد، منحنی یک بیضی است؛ معمولاً می نویسیم  $d = a(1-e)$ ، بنابراین محور بلند (طولانی ترین بعد) بیضی برابر  $2a$  است. وقتی که  $e = 1$ ، منحنی یک سهمی است که نسبت به سمت چپ در  $\phi = 180^\circ$  باز می باشد. سرانجام، وقتی که  $e > 1$  باشد، راجع به یک هذلولی صحبت می کنیم؛ این منحنی در دو زاویه جایی که  $\cos \phi = -\frac{1}{e}$  (در امتداد خطوطی که مجانِب نامیده می شوند)، دارای رفتار  $\rho \rightarrow \infty$  خواهد بود.

## ضمیمه ۹-۵ آنالیز برداری

## الف) بردارها

یک بردار شبیه یک پیکان است که دارای مقدار (طول) و جهت می‌باشد. مقدار آن یک اسکالر یعنی یک عدد ساده بدون جهت می‌باشد (نظیر دما یا جرم). ما یک بردار را توسط یک حرف با علامت فلش در بالای آن،  $\vec{c}$ ، و مقدار آن را توسط همان حرف به صورت  $|\vec{c}|$  نمایش می‌دهیم. دو بردار با استفاده از قانون متوازی الاضلاع جمع برداری که در شکل (ضمیمه ۱۱) نشان داده شده است به هم افزوده می‌شوند.  $\vec{c} = \vec{a} + \vec{b}$ . به طور عکس، یک بردار همیشه ممکن است به دو مولفه برداری تجزیه شود. برای سهولت، بردار را در امتداد محورهای مختصات تجزیه می‌کنیم و آن را به صورت  $\vec{c} = (c_x, c_y)$  می‌نویسیم. اکنون قانون جمع برداری ممکن است برحسب مولفه‌ها به صورت زیر نوشته شود

$$c_x = a_x + b_x \quad , \quad c_y = a_y + b_y$$

از قضیه فیثاغورث و شکل (ضمیمه ۱۰) مشاهده می‌شود که اندازه  $\vec{c}$  برابر است با  $(c_x^2 + c_y^2)^{1/2}$ . برحسب زاویه  $\alpha$  بین  $\vec{c}$  و محور  $x$ ، جهت  $\vec{c}$  توسط  $\tan \alpha = \frac{c_y}{c_x}$  داده می‌شود. شرانجام، به عنوان نتیجه‌ای از جمع برداری، مقدار  $c$  ممکن است به صورت زیر نوشته شود.

$$\begin{aligned} c &= [c_x^2 + c_y^2]^{1/2} \\ &= [(a_x + b_x)^2 + (a_y + b_y)^2]^{1/2} \\ &= [(a_x^2 + a_y^2) + (b_x^2 + b_y^2) + 2(a_x b_x + a_y b_y)]^{1/2} \\ &= [a^2 + b^2 + 2(\vec{a} \cdot \vec{b})]^{1/2} \end{aligned}$$

(به ضرب داخلی برداری در بخش بعدی مراجعه شود) یا از قانون کسینوسها داریم

$$c^2 = a^2 + b^2 + 2ab \cos \beta$$

که  $\beta$  کوچکترین زاویه بین  $\vec{a}$  و  $\vec{b}$  است.

به عنوان یک مثال، بردار  $a = (1, 1)$  و  $b = (3, -4)$  را در نظر بگیرید. مقادیر آنها

برابرند با

$$\begin{aligned} a &= (a_x^2 + a_y^2)^{1/2} = (1^2 + 1^2)^{1/2} \\ &= (1 + 1)^{1/2} = (2)^{1/2} = \sqrt{2} \\ b &= (3^2 + 4^2)^{1/2} = (9 + 16)^{1/2} = 5 \end{aligned}$$

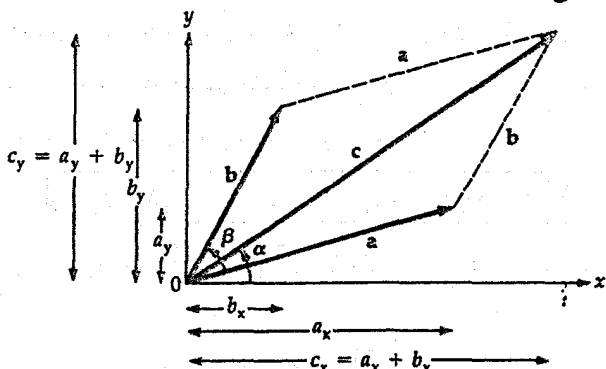
جمع برداری آنها مساویست با

$$c = a + b = (a_x + b_x, a_y + b_y) \\ = (1 + 3, 1 - 4) = (4, -3) = (c_x, c_y)$$

و مقدار آن برابر است با

$$c = (4^2 + 3^2)^{1/2} = 5$$

(نموداری نظیر شکل (ضمیمه ۱۱) برای این بردارها بسازید و نشان دهید که  $\vec{a}$ ،  $\vec{b}$  و  $\vec{c}$  تشکیل یک مثلث بسته را می‌دهند!)



شکل ضمیمه ۱۱

### (ب) ضرب داخلی

در مختصات دکارتی سه بعدی، ضرب داخلی برداری  $a, b$  به صورت زیر تعریف می‌شود

$$\vec{a} \cdot \vec{b} = a_x b_x + a_y b_y + a_z b_z$$

اگر  $\psi$  کوچکترین زاویه بین  $\vec{a}$  و  $\vec{b}$  باشد، آنگاه به سادگی می‌توان نشان داد که

$$\vec{a} \cdot \vec{b} = |\vec{a}| |\vec{b}| \cos \psi$$

بنابراین، ضرب داخلی اندازه مولفه  $a$  در جهت  $b$  (یا بالعکس) می‌باشد و هنگامی که دو بردار بر هم عمودند ( $\psi = 90^\circ$ ؛ شکل (ضمیمه ۱۲))،  $\vec{a} \cdot \vec{b} = 0$ .

مثال بخش قبل را در نظر می‌گیریم،  $\vec{a} = (1, 1)$  و  $\vec{b} = (3, -4)$  اکنون،

$$\vec{a} \cdot \vec{b} = a_x b_x + a_y b_y = (1)(3) + (1)(-4) = 3 - 4 = -1$$

زاویه  $\psi$  در رابطه زیر صدق می‌کند

$$\cos \psi = \frac{\vec{a} \cdot \vec{b}}{|\vec{a}| |\vec{b}|} = \frac{(-1)}{(\sqrt{2})(\sqrt{5})} = \frac{-\sqrt{2}}{10} = -0.1414$$

بنابراین، جدول (ضمیمه ۹-۱) نتیجه می دهد  $\psi \approx 98^\circ$ .

### (ج) ضرب خارجی

ضرب خارجی برداری  $\vec{a}$  و  $\vec{b}$  به صورت  $\vec{a} \times \vec{b}$  نمایش داده شده که بردار دیگری است عمود بر  $\vec{a}$  و  $\vec{b}$ . جهت بردار حاصل توسط قانون دست راست داده می شود: «انگشتان دست راست خود را در امتداد  $\vec{a}$  قرار دهید و سپس این دست را در امتداد کوچکترین زاویه ( $\psi$ ) بین  $\vec{a}$  و  $\vec{b}$  به طرف  $\vec{b}$  بچرخانید؛ انگشت سبابه شما در جهت حاصلضرب خارجی برداری خواهد بود». ضرب خارجی برحسب مولفه‌ها به صورت زیر تعریف می شود

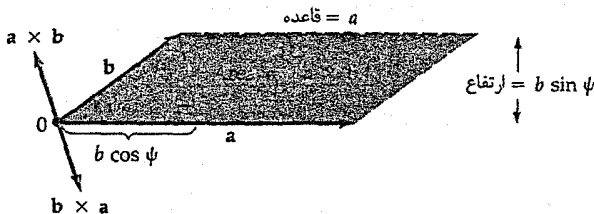
$$\vec{a} \times \vec{b} \equiv (a_y b_z - a_z b_y, a_z b_x - a_x b_z, a_x b_y - a_y b_x)$$

اساساً ضرب خارجی اندازه مولفه  $\vec{a}$  عمود بر  $\vec{b}$  (یا بالعکس) می باشد، و بنابراین به صورت زیر نیز داده می شود

$$|\vec{a} \times \vec{b}| = |\vec{a}| |\vec{b}| \sin \psi$$

توجه کنید، هنگامی که  $\vec{a}$  و  $\vec{b}$  موازیند (یا پاد موازی)،  $\vec{a} \times \vec{b} = 0$ ؛ همچنین  $\vec{b} \times \vec{a} = -\vec{a} \times \vec{b}$  (این نتیجه را با استفاده از قانون دست راست و تعریف مولفه‌ای ضرب خارجی تحقیق کنید).

شکل (ضمیمه ۱۲) بعضی از خواص ضرب داخلی و خارجی بردارهای  $\vec{a}$  و  $\vec{b}$  را نمایش می دهد.



شکل ضمیمه ۱۲

از محاسبه ضرب خارجی  $\vec{a} = (1, 1)$  و  $\vec{b} = (3, -4)$  به بخشهای قبلی مراجعه کنید، نتیجه می گیریم:

$$\vec{a} \times \vec{b} = (0, 0, -4 - 3) = (0, 0, -7)$$

زیرا  $a_z = b_z = 0$ . بنابراین،  $\vec{a} \times \vec{b}$  ممتد به جهت منفی  $z$  است (عمود بر  $\vec{a}$  و  $\vec{b}$ ، که در صفحه  $x$  و  $y$  قرار دارند) و مساحت متوازی الاضلاع در شکل (ضمیمه ۱۱) برابرست با  $|\vec{a} \times \vec{b}| = 7$ . روش دیگری برای پیدا کردن  $\vec{a} \times \vec{b}$  به صورت زیر است. ابتدا جهت آن را با استفاده از قانون دست راست پیدا می‌کنیم و سپس مقدار آن را از  $|\vec{a} \times \vec{b}| = |\vec{a}| |\vec{b}| \sin \psi$  بدست می‌آوریم:

$$|\vec{a} \times \vec{b}| = (\sqrt{2})(5) \sin 98^\circ = (1/414)(5) (0.99) = 6/999 = 7$$

### ضمیمه ۹-۶ رشته‌ها

در رابطه تابعی  $y = y(x)$ ،  $x$  را آرگومان می‌نامیم. در بسیاری از کاربردهای عملی در نجوم و اختر فیزیک (و به ویژه در حساب؛ بخش (ضمیمه ۹-۷)) نیازمند به این هستیم که رفتار بعضی از توابع را برای مقادیر بسیار کوچک آرگومان ( $0 < x < 1$ ) بدانیم. بنابراین، تابع را به صورت یک رشته توانی از  $x$  بسط می‌دهیم؛ بسط‌های رشته‌ای مفید در زیر سیاهه بندی شده‌اند (همراه با گستره دقیق مقادیر قابل کاربرد  $x$ ):

$$\left\{ \begin{array}{l} (1 \pm x)^n = 1 \pm nx + (1/2)n(n-1)x^2 \pm (1/6)n(n-1)(n-2)x^3 + \dots \\ (x^2 < 1; \text{all } n) \end{array} \right.$$

$$\text{مثلاثاتی} \left\{ \begin{array}{l} \sin x = x - (1/6)x^3 + (1/120)x^5 - \dots \\ \cos x = 1 - (1/2)x^2 + (1/24)x^4 - \dots \\ \tan x = x + (1/3)x^3 + (2/15)x^5 + \dots \end{array} \right. \begin{array}{l} (x^2 < 1) \\ (x^2 < 1) \\ (x^2 < \pi^2/4) \end{array}$$

$$\text{نمایی} \quad e^x = 1 + x + (1/2)x^2 + (1/6)x^3 + \dots \quad (x^2 < 1)$$

$$\text{لگاریتمی} \quad \ln(1+x) = x - (1/2)x^2 + (1/3)x^3 - (1/4)x^4 + \dots \quad (x^2 < 1)$$

سه مثال ساده زیر نحوه استفاده از این رشته‌ها را نشان می‌دهند. اولاً، اجازه دهید  $\sqrt{e}$  را

ارزیابی کنیم. داریم (به طور تقریبی)

$$\begin{aligned}
 e^{1/2} &= 1 + (1/2) + (1/2)(1/2)^2 \\
 &+ (1/6)(1/2)^3 + \dots \\
 &= 1 + 1/2 + 1/8 + 1/48 + \dots \\
 &= 79/48 + \dots \approx 1/65
 \end{aligned}$$

ثانیاً، مثلث بسیار باریک مورد استفاده در اختلاف منظر ستاره‌ای (فصل ۱۲) با ضلع کوچک برابر ۱ و ضلع مجاور مساوی  $d$  واحد نجومی و زاویه محدود به ستاره برابر  $\pi$  (رادیان) را که خیلی کوچکتر از واحد است، در نظر می‌گیریم. سپس حساب می‌کنیم

$$\begin{aligned}
 \frac{(1 \text{ AU})}{(d \text{ AU})} &= \tan \pi \text{ (rad)} \approx \pi \text{ (rad)} \Rightarrow \\
 d \text{ (pc)} &\approx \frac{1}{\pi''}
 \end{aligned}$$

چون  $206265$  ثانیه در هر رادیان وجود دارد، لذا یک پارسک برابر  $206265 \text{ AU}$  می‌باشد.

سرانجام، هنگامی که شتابهای جزر و مدی را حساب می‌کنیم (فصل ۳)، در جستجوی اختلاف بسیار کوچک بین دو کمیت بزرگ می‌باشیم:  $\frac{GM}{[r \pm (d/2)]^2}$ .  $r$  را از مخرج خارج کرده و از رشته دو جمله‌ای در باقیمانده مخرج استفاده می‌کنیم (چون  $d > r$  در نتیجه  $x = \frac{d}{2r} < 1$ :

$$\left(1 \pm \frac{d}{2r}\right)^{-2} = 1 \mp 2\left(\frac{d}{2r}\right) + \dots = 1 \mp \frac{d}{r} + \dots$$

بنابراین، به سرعت در می‌یابیم که

$$\begin{aligned}
 &\frac{GM}{\left(r - \frac{d}{2}\right)^2} - \frac{GM}{\left(r + \frac{d}{2}\right)^2} \\
 &= \frac{GM}{r^2} \left[ \left(1 - \frac{d}{2r}\right)^{-2} - \left(1 + \frac{d}{2r}\right)^{-2} \right] \\
 &= \frac{GM}{r^2} \left[ \left(1 + \frac{d}{r} + \dots\right) - \left(1 - \frac{d}{r} + \dots\right) \right] \\
 &\approx 2GMd/r^3
 \end{aligned}$$



## (الف) مشتقات

ما در جستجوی مشتق (یا شیب لحظه‌ای) تابع  $y(x)$  در نقطه  $x$  می‌باشیم. همان طور که در شکل (ضمیمه ۱۳) نشان داده شده است، نقطه نزدیک  $x + \Delta x$  را انتخاب کرده،  $y(x + \Delta x)$  را ارزیابی می‌کنیم و در حالت حد وقتی  $\Delta x$  بسیار کوچک می‌شود ( $\lim_{\Delta x \rightarrow 0}$ )، مشتق را به صورت زیر تعریف می‌کنیم

$$\frac{dy}{dx} = \lim_{\Delta x \rightarrow 0} \frac{y(x + \Delta x) - y(x)}{\Delta x}$$

اکنون این تعریف را برای بدست آوردن دو مشتق ساده به کار می‌بریم.  $y(x) = x^2$  را در نظر می‌گیریم؛ آنگاه

$$y(x + \Delta x) = (x + \Delta x)^2 = x^2 + 2x(\Delta x) + (\Delta x)^2$$

بنابراین

$$\begin{aligned} \frac{dy}{dx} &= \lim_{\Delta x \rightarrow 0} \frac{x^2 + 2x(\Delta x) + (\Delta x)^2 - x^2}{\Delta x} \\ &= \lim_{\Delta x \rightarrow 0} 2x + \Delta x = 2x \end{aligned}$$

از این رو، مشتق  $x^2$  در  $x$  برابر  $2x$  می‌باشد.

ثانیاً،  $y(x) = \sin x$  را در نظر می‌گیریم. سپس (با استفاده از اتحاد جمع زوایا)  $y(x + \Delta x) = \sin(x + \Delta x) = \sin x \cos \Delta x + \cos x \sin \Delta x$  چون  $\Delta x$  خیلی کوچک می‌شود، لذا ممکن است از بسط‌های رشته‌ای برای  $\sin \Delta x \cong \Delta x$  و  $\cos \Delta x \cong 1$  استفاده کنیم. بنابراین،

$$\frac{dy}{dx} = \lim_{\Delta x \rightarrow 0} \frac{\sin x + (\Delta x) \cos x - \sin x}{\Delta x} = \cos x$$

که نتیجه، مشتق  $\sin x$  می‌باشد.

درست با دنبال کردن این روش، ممکن است به سهولت فرمولهای مفید زیر را برای مشتق

تحقیق کرد [که  $a$  و  $n$  ثابت و  $u = u(x)$  و  $v = v(x)$  می‌باشند]:

تعاریف	$da/dx = 0$ $dx/dx = 1$
خطی بودن	$\begin{cases} d(au)/dx = a(du/dx) \\ d(u+v)/dx = (du/dx) + (dv/dx) \end{cases}$
قانون زنجیره‌ای	$d(uv)/dx = u(dv/dx) + v(du/dx)$
توانها	$d(u^n)/dx = nu^{n-1}(du/dx)$
مثلثاتی	$\begin{cases} d(\sin u)/dx = \cos u(du/dx) \\ d(\cos u)/dx = -\sin u(du/dx) \\ d(\tan u)/dx = \sec^2 u(du/dx) \end{cases}$
نمایی	$\begin{cases} d(a^u)/dx = a^u (\ln a)(du/dx) \\ d(e^u)/dx = e^u(du/dx) \end{cases}$
لگاریتمی	$d(\ln u)/dx = (1/u)(du/dx)$

برای مثال، در اینجا مراحل پیدا کردن  $d(x \sin x)^2/dx$  عبارتند از:  
 ۱- توجه کنید که تابع فوق به شکل  $\frac{d(u^n)}{dx}$  می‌باشد:

$$\frac{d}{dx}(x \sin x)^2 = 2(x \sin x) \frac{d}{dx}(x \sin x)$$

۲- قانون زنجیره‌ای را به کار می‌بریم

$$= 2(x \sin x) \left[ x \frac{d(\sin x)}{dx} + \sin x \left( \frac{dx}{dx} \right) \right]$$

۳- توجه کنید که  $\frac{dx}{dx} = 1$  و  $\frac{d(\sin x)}{dx} = \cos x$

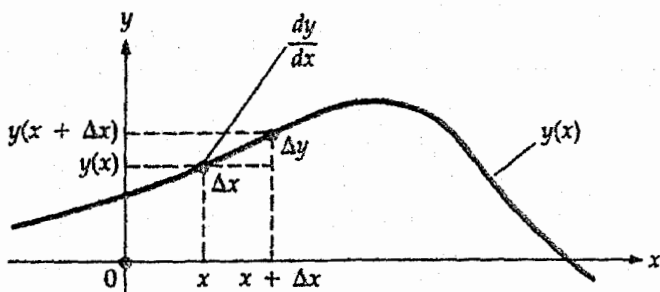
$$= 2(x \sin x)(x \cos x + \sin x)$$

۴- با بسط عبارت فوق داریم

$$= 2x^2 \sin x \cos x + 2x \sin^2 x$$

[توجه کنید که مشتق یک بردار بر حسب مشتقات مولفه‌های آن تعریف می‌شود:

$$\left[ \frac{da}{dx} = \left( \frac{da_x}{dx}, \frac{da_y}{dx}, \frac{da_z}{dx} \right) \right]$$



شکل ضمیمه ۱۳

(ب) انتگرالها

انتگرال تابع  $y(x)$  ممکن است به صورت نامعین یا معین باشد. انتگرال نامعین توسط  $y(x) dx$  نشان داده می شود و چنین تصور می شود که آن تابعی از  $x$  می باشد که مشتق آن  $y(x)$  است.

بنابراین، واضح است که  $\int \cos x dx = \sin x$  چون  $\frac{d(\sin x)}{dx} = \cos x$ . لذا، انتگرال

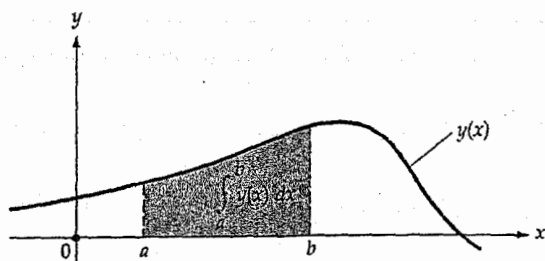
نامعین عکس مشتق است، در حالی که  $\int \left[ \frac{dy(x)}{dx} \right] dx = y$

انتگرال معین به صورت  $\int_a^b y(x) dx$  نشان داده می شود که برابر با سطح خالص زیر منحنی

$y(x)$  بین  $x = a$  و  $x = b$  است (شکل ضمیمه ۱۴). اگر داشته باشیم  $y(x) = \frac{df(x)}{dx}$  سپس

با استفاده از تعریف نتیجه می گیریم که

$$\int_a^b y(x) dx = \int_a^b \left( \frac{df}{dx} \right) dx = f(x) \Big|_a^b = f(b) - f(a)$$



شکل ضمیمه ۱۴

عموماً، انتگرالهای نامعین با خطا پیدا می‌شوند، اما می‌توانیم بعضی از نتایج مشهور و مفید را جدول‌بندی کنیم (به لیست مشتقات فوق مراجعه کنید):

خطی بودن	$\int ay(x) dx = a \int y(x) dx$ $\int (u + v) dx = \int u dx + \int v dx$
جزء به جزء	$\int u dv = uv - \int v du$
توانها	$\int x^n dx = x^{n+1} / (n + 1)$ <p style="text-align: center;">(باستثناء، <math>n = -1</math>)</p>
مثلاثاتی	$\int \sin x dx = -\cos x$ $\int \cos x dx = \sin x$ $\int \sec^2 x dx = \tan x$
نمایی	$\int e^{ax} dx = e^{ax} / a$
لگاریتمی	$\int [(dy/dx)/y(x)] dx = \ln y(x)$ $\int (1/x) dx = \ln x$

برای جدول‌بندی بسیار وسیع‌تر، به جدول استاندارد انتگرالها نگاه کنید.

ما ممکن است فایده این جدول خلاصه انتگرالها را با بررسی  $\int (\sin^2 x) \cos x dx$  نمایش دهیم. با قرار دادن  $u = \sin x$  سپس  $du = \cos x dx$  و انتگرال ما برابر می‌شود با  $\frac{u^3}{3}$ . با جانشینی  $u = \sin x$ ، داریم  $\frac{1}{3} \sin^3 x$ . اگر این انتگرال حدود می‌داشت،  $\int_{\frac{\pi}{2}}^{\frac{\pi}{4}} (\sin^2 x) \cos x dx$  درمی‌یابیم که

$$\int_0^{\frac{\pi}{2}} (\sin^2 x) \cos x dx = \left[ \left( \frac{1}{3} \right) \sin^3 x \right]_0^{\frac{\pi}{2}}$$

$$= \left[ \left( \frac{1}{3} \right) \sin^3 \left( \frac{\pi}{2} \right) - \sin^3 (0) \right]$$

$$= \left( \frac{1}{3} \right) (1^3 - 0^3) = \frac{1}{3}$$

[ توجه کنید که انتگرال یک بردار، بردار دیگری است که بر حسب مولفه‌های آن

$$\int f dx = \int f(a_x(x), a_y(x), a_z(x)) dx = \int f a_x dx, \int f a_y dx, \int f a_z dx$$

### ضمیمه ۹-۸ فرمولهای اندازه‌گیری

کمیت‌هایی نظیر طول، مساحت و حجم با فرمولهای اندازه‌گیری داده می‌شوند؛ یک مثال نمونه، مساحت دایره‌ای به شعاع  $R$  برابر است با  $A = \pi R^2$ . در بخش ضمیمه (۹-۸ الف)، نشان خواهیم داد که چگونه این فرمولها را برای استفاده حساب انتگرال بدست می‌آوریم؛ افرادی که به پاسخها علاقمندند بایستی بلافاصله به بخش ضمیمه (۹-۸ ب) مراجعه کنند.

#### (الف) انتگرالهای چندگانه

در نقطه‌ای معین و در یک سیستم مختصات، تغییرات کوچکی در سه مختصه ایجاد می‌کنیم و (الف) طولهای جزئی، (ب) مساحت‌های جزئی و (ج) حجمهای جزئی را تعریف می‌کنیم. با جمع تقریبی (یعنی، با انتگرال‌گیری) این کمیات، طولها، مساحت‌ها و حجم‌های محدود را بدست می‌آوریم. عموماً، با انتگرالهای چندگانه سروکار داریم.

در مختصات کارتزین متعامد  $(x, y, z)$ ، تغییرات جزئی به صورت  $(dx, dy, dz)$

می‌باشند. فاصله در طول محور  $x$  از  $x=0$  تا  $x=L$  برابر است با  $L = \int_0^L dx = x \Big|_0^L$ . مساحت‌های جزئی سطح  $dxdy$  [در صفحه  $xy$  در  $(x, y, z)$ ،]  $dy dz$  و  $dz dx$  می‌باشند. بنابراین، مساحت در صفحه  $xy$  و محدود به  $L \geq x \geq 0$  و  $W \geq y \geq 0$  برابر

$$\int_0^L dx \int_0^W dy = x \Big|_0^L \cdot y \Big|_0^W = LW$$

است. سرانجام، در  $(x, y, z)$  حجم جزئی برابر  $dx dy dz$  می‌باشد. به وضوح، حجم یک متوازی السطوح قائم به ابعاد  $L \times W \times H$  برابر است با

$$\int_0^L dx \int_0^W dy \int_0^H dz = LWH$$

در مختصات قطبی استوانه‌ای، طولهای پایه  $(\rho, \rho d\phi, dz)$ ، مساحت‌های پایه  $(\rho d\rho, \rho d\phi, dz)$  و حجم پایه  $\rho d\rho d\phi dz$  می‌باشند. بنابراین، محیط دایره‌ای به شعاع  $\rho = R$  برابر است با

$$\int_0^{2\pi} R d\phi = R\phi \Big|_0^{2\pi} = 2\pi R$$

مساحت این دایره برابر

$$\int_0^R \rho d\rho \int_0^{2\pi} d\phi = \left[ \frac{1}{2} \rho^2 \right]_0^R \cdot \left[ \phi \right]_0^{2\pi} = \left( \frac{R^2}{2} \right) (2\pi) = \pi R^2$$

و حجم یک استوانه قائم (به شعاع  $\rho = R$  و ارتفاع  $z = H$ ) مساوی

$$\int_0^R \rho d\rho \int_0^{2\pi} d\phi \int_0^H dz = \pi R^2 \int_0^H dz = \pi R^2 H$$

می‌باشد.

در مختصات کروی، طولهای پایه  $(r, r d\theta, r \sin\theta d\phi)$ ، سطوح پایه  $(r dr, r \sin\theta d\theta, r \sin\theta d\phi)$  و عنصر حجم پایه  $r^2 dr \sin\theta d\theta d\phi$  می‌باشند. بنابراین، مساحت سطح یک کره به شعاع  $r = R$  برابر

$$\int_0^\pi R^2 \sin\theta d\theta \int_0^{2\pi} d\phi = 2\pi R^2 \int_0^\pi \sin\theta d\theta = 2\pi R^2 [-\cos\theta]_0^\pi = 4\pi R^2$$

و حجم آن مساوی

$$\int_0^R r^2 dr \int_0^\pi \sin\theta d\theta \int_0^{2\pi} d\phi = \left[ \left( \frac{1}{3} r^3 \right) \right]_0^R [-\cos\theta]_0^\pi \cdot \left[ \phi \right]_0^{2\pi} \\ = \frac{4}{3} \pi R^3$$

می‌باشد.

آخرین مثال، نشان می‌دهد که چگونه این روشها برای حالات پیچیده‌تر توسعه داده می‌شوند. تصور کنید که می‌خواهیم مساحت سطح کره‌ای به شعاع  $r = R$  را در گستره  $0 \leq \theta \leq \theta_0$  بدانیم. انتگرال چندگانه مناسب به صورت

$$R^2 \int_0^{\theta_0} \sin \theta d\theta \int_0^{2\pi} d\phi = 2\pi R^2 [-\cos \theta]_0^{\theta_0} = 2\pi R^2 (1 - \cos \theta_0)$$

است. توجه کنید که وقتی  $\theta_0 = \pi/2$ ، مساحت برابر  $2\pi R^2$  (نصف سطح کره) و هنگامی که  $\theta_0 = \pi$  برابر  $4\pi R^2$  (تمام سطح کره) می باشد.

(ب) فرمولهای مفید برای اندازه گیری

با استفاده از روشهایی مشابه با آنچه در بخش ضمیمه (۹-۸ الف) نشان داده شده است، بدست آوردن فرمولهای کاربردی زیر نسبتاً ساده می باشند.

مسطح

مثلث اختیاری

$$\text{مساحت} = \frac{1}{2} (\text{طول قاعده}) \times (\text{ارتفاع عمودی})$$

$$= [s(s-a)(s-b)(s-c)]^{1/2} \quad \left\{ \begin{array}{l} \text{که } s = \left(\frac{1}{2}\right)(a+b+c) \\ \text{اضلاع دارای طولهای } a, b, c \text{ می باشند.} \end{array} \right.$$

متوازی الاضلاع و لوزی

$$\text{مساحت} = (\text{ارتفاع عمودی}) \times (\text{طول قاعده})$$

ذوزنقه

$$\text{مساحت} = \left(\frac{1}{2}\right) (a+b) \times (\text{ارتفاع عمودی})$$

که  $a$  و  $b$  طول قاعدههای بالا و پائین می باشند.

دایره

$$\text{محیط} = 2\pi (\text{شعاع}) = \pi (\text{قطر})$$

$$\text{مساحت} = \pi (\text{شعاع})^2 = \left(\frac{\pi}{4}\right) (\text{قطر})^2$$

$$\text{مساحت قطعه} = \left(\frac{1}{2}\right) (\text{شعاع})^2 (\theta - \sin \theta)$$

$$\text{مساحت قطاع} = \left(\frac{1}{2}\right) (\text{شعاع})^2 \theta$$

$$\text{مساحت تاج نازک} = 2\pi R (\Delta R)$$

$\left\{ \begin{array}{l} \theta \text{ زاویه مرکزی} \\ \text{برحسب رادیان است} \end{array} \right.$   
 که  $R$  شعاع و  $\Delta R$  ضخامت شعاعی است.

بیضی

$$\text{مساحت} = \pi ab \quad (a = \text{نیم محور بلند}, b = \text{نیم محور کوتاه})$$

فضایی

متوازی السطوح قائم

$$\text{حجم} = abc \quad (\text{اضلاع دارای طولهای } a, b, \text{ و } c \text{ هستند})$$

هرم و مخروط

$$\text{حجم} = \left(\frac{1}{3}\right) \times (\text{مساحت قاعده}) \times (\text{ارتفاع قائم})$$

استوانه قائم

$$\text{حجم} = \pi R^2 H \quad (R = \text{شعاع و } H = \text{ارتفاع})$$

کوه

$$\text{مساحت سطح} = 4\pi (\text{شعاع})^2 = \pi (\text{قطر})^2$$

$$\text{حجم} = \left(\frac{4\pi}{3}\right) (\text{شعاع})^3 = \left(\frac{\pi}{6}\right) (\text{قطر})^3$$

$$\text{ارتفاع قطعه} = 2\pi (\text{شعاع}) \times (\text{ارتفاع قطعه})$$

$$\text{حجم قطعه} = \left(\frac{\pi}{3}\right) (\text{ارتفاع})^2 \times (\text{ارتفاع قطعه})$$

بیضی گون

$$\text{حجم} = \left(\frac{4\pi}{3}\right) abc$$

که  $a, b, c$  طول سه نیم محورها هستند



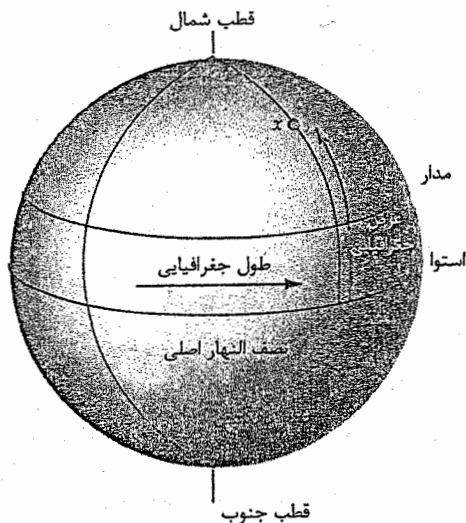
## کره سماوی

برای نقشه برداری از آسمان، مکانهای مربوط به هر واقعه نجومی را که مورد مطالعه قرار می دهیم، مشخص می کنیم. موقعیت فضایی سه بعدی هر واقعه را توسط مختصات کارتیزین (متعامد)، قطبی و کروی تعیین می کنیم. به علت این که موقعیت های زاویه ای از علائق اولیه ما در نجوم موضعی است، ما تقریباً مختصراً سیستم های مختصات کروی را مورد بحث قرار می دهیم. بر سطح یک کره، محیط و شعاع یک دایره با ضریب  $2\pi$  به هم مربوط نیستند و جمع زوایای داخلی یک مثلث همیشه بزرگتر از  $180^\circ$  است. از این رو، هندسه مسطحه و مثلثات معمول قابل کاربرد نیستند؛ بایستی آنها با مثلثات و هندسه کروی جایگزین گردند که مهمترین فرمولها برای آنها در ضمیمه ۹ آورده شده اند.

برای شروع، سطح کره ای به شعاع اختیاری را در نظر بگیرید. هر صفحه که از مرکز این کره بگذرد، سطح آن را در یک دایره عظیمه قطع می کند. یک صفحه را انتخاب می کنیم - معمولاً صفحه عمود بر محور چرخش - و دایره عظیمه آن را دایره اولیه می نامیم. تمام دایره عظیمه ای که دایره اولیه را قطع کرده و بر آن عمود باشند، دایره ثانویه نامیده می شوند. تمام دایره ثانویه یکدیگر را در دو نقطه، قطبها، قطع می کنند. یک نقطه تقاطع دایره اولیه با یک دایره ثانویه (دایره مرجع) را به عنوان نقطه مبدا تعریف می کنیم. اکنون ممکن است یک سیستم مختصات بر سطح کروی به صورت زیر برپا شود: موقعیت نقطه  $A$  توسط (۱) فاصله زاویه ای در جهت مناسبی در امتداد دایره اولیه از نقطه مبدا تا نزدیکترین نقطه تقاطع به  $A$  از دایره ثانویه عبوری از  $A$  و (۲) کوتاهترین فاصله زاویه ای در امتداد این دایره ثانویه از دایره اولیه تا نقطه  $A$  تعیین می شود. قبل از بحث در مورد مختصات کروی، ابتدا این عقاید را با استفاده از سطح زمین نمایش می دهیم.

## ضمیمه ۱۰-۱ طول و عرض جغرافیایی بر روی زمین

شکل (ضمیمه ۱۵) سیستم طول - عرض جغرافیایی مختصات زمینی آشنا را نشان می‌دهد. استوا دایره اولیه است که توسط صفحه مرکزی عمود بر محور چرخش زمین تعریف می‌شود؛ محور چرخشی سطح زمین را در قطبهای شمال و جنوب قطع می‌کند. دایره ثانویه از قطبین می‌گذرند و هر نیم دایره محدود به دو قطب یک نصف النهار نامیده می‌شود. نیم دایره مرجع، نصف النهار اصلی از گرینویچ انگلستان عبور می‌کند و استوا را در نقطه مبدا (طول جغرافیایی  $0^\circ$ ) قطع می‌کند. طول جغرافیایی عبارت است از کوتاهترین فاصله زاویه‌ای در امتداد استوا که از نصف النهار اصلی شروع شده و به نصف النهار مشخص ختم می‌شود؛ این فاصله در جهت شرق یا غرب از  $0^\circ$  تا  $180^\circ$  اندازه‌گیری می‌شود. خط بین‌المللی تاریخ ضرورتاً در طول جغرافیایی  $180^\circ$  شرقی (یا غربی) قرار دارد. عرض جغرافیایی، فاصله زاویه‌ای شمالی یا جنوبی از استوا می‌باشد که در امتداد یک نصف النهار و برحسب درجه از  $0^\circ$  (استوا) تا  $90^\circ$  (قطبها) اندازه‌گیری می‌شود. توجه کنید که صفحات موازی با استوا، سطح زمین را به دایره کوچکی تقسیم می‌کنند - مدارها. بعضی از مثالهای مکانهای تقریبی مشخص شده توسط این سیستم عبارتند از شهر نیویورک (شمالی  $40^\circ 40'$  و غربی  $73^\circ 58'$ ) و سیدنی استرالیا (جنوبی  $33^\circ 55'$  و شرقی  $151^\circ 17'$ ).

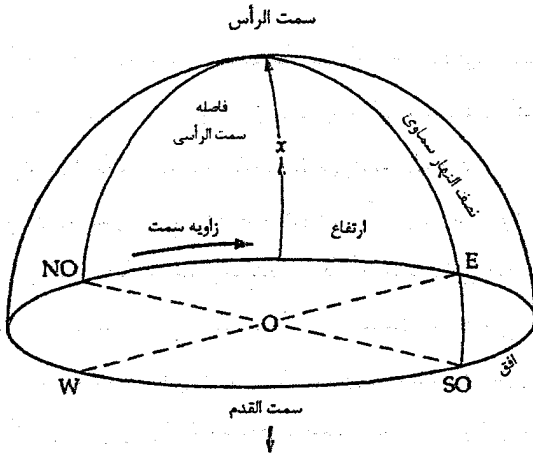


شکل ضمیمه ۱۵

## ضمیمه ۱۰-۲ سیستم افقی

به وضوح، مشاهدات اولیه وابسته به مکان هستند و بنابراین اجازه دهید سیستم مختصات ناظر وابسته به افق یا سمت - ارتفاعی را توضیح دهیم. بر روی کره سماوی، یک سیستم مختصات کروی با ناظری در مرکز آن (شکل (ضمیمه ۱۵)) بنا می‌کنیم. نقطه عمودی بالای سر را سمت الراس<sup>۱</sup> و نقطه مقابل آن (مستقیماً زیریا) را سمت القدم<sup>۲</sup> نامیده می‌شود. این دو نقطه با هم یک محور را تعریف می‌کنند. صفحه عبور کننده از ناظر و شمال این محور، آسمان را در افق سماوی قطع می‌کند که به فاصله  $90^\circ$  از سمت الراس و سمت القدم می‌باشد. به علت موانع طبیعی و مصنوعی، به ندرت افق واقعی، همان افق سماوی است؛ نزدیکترین تقریب برای ناظر سطح دریا در وسط یک اقیانوس بدون تلاطم رخ می‌دهد. صفحات موازی با این محور و شامل ناظر، کره سماوی را در دوائر عظیمه‌ای به نام دوائر عمودی قطع می‌کنند. دایره مرجع آن دایره عمودی است که شامل سمت الراس ناظر و نقاط شمال و جنوب افق ناظر باشد - این دایره را نصف النهار سماوی ناظر می‌نامیم. نقطه شمال روی افق، نقطه مبداء است و شرق و غرب روی افق و در وسط نقاط شمال و جنوب قرار دارند.

موقعیت یک پدیده سماوی در سیستم مختصات افقی توسط سمت و ارتفاع لحظه‌ای معین تعریف می‌شود. زاویه سمت فاصله زاویه‌ای در امتداد افق و به طرف شرق از نقطه شمال تا پای دایره عمودی شامل واقعه است که نزدیکترین نقطه به واقعه موردنظر می‌باشد و زاویه سمت در گستره  $0^\circ$  تا  $360^\circ$  قرار دارد. ارتفاع کوتاهترین فاصله زاویه‌ای در امتداد این دایره عمودی از افق تا واقعه و به طرف بالا می‌باشد که در گستره  $0^\circ$  (افق) تا  $90^\circ$  (سمت الراس) قرار دارد. متمم ارتفاع یک جسم فاصله سمت الراسی آن (ارتفاع -  $90^\circ$ ) است. به ویژه، دو واقعه بر روی نصف النهار سماوی ناظر مورد توجه می‌باشد: یک جسم سماوی هنگامی در گذار بالاتر قرار دارد که نصف النهار سماوی را در طول حرکت به سمت غرب قطع کند و وقتی در گذار پایین‌تر است که به هنگام حرکت به طرف شرق آن را قطع نماید. در موارد شهابسنگها و اعمار مصنوعی که ممکن است در غرب پدیدار شده و در شرق ناپدید شوند، معیار دیگری برای گذار بالاتر ضروری می‌باشد: معمولاً گذار بالاتر آن است که نصف النهار سماوی مرئی برای ناظر را قطع می‌کند.



شکل ضمیمه ۱۶

### ضمیمه ۱۰-۳ مختصات استوائی سماوی

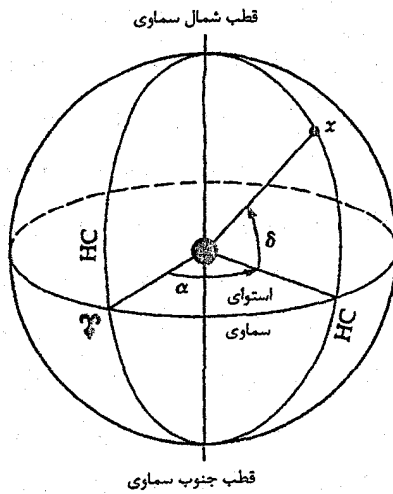
اکنون به مهمترین سیستم مختصات نجومی برمی گردیم - سیستم استوایی سماوی. به خاطر بیاورید که این کره سماوی به مرکز کره زمین است و شعاع آن به طور نامحدودی بزرگ می باشد. این شرط آخر از اینجا ناشی می شود که قصد داریم تمام آسمان را بر روی سطح این کره نقش کنیم، زیرا که خطوط دید به هر ستاره (به استثناء خورشید) اساساً به طور کامل برای دو ناظر زمینی موازی می باشند. طرق زیادی برای تصویر کردن یک سیستم مختصات کروی بر سطح داخلی کره سماوی وجود دارند؛ چرخش زمین مبتائی برای روش اخیر است. گرچه، بیشتر اصطلاحات متفاوت اند، اما سیستم مختصات استوائی سماوی تقریباً به طور کامل با طول و عرض جغرافیایی زمینی قابل قیاس می باشد.

در مورد یک ناظر مشخص، چرخش ظاهری کره سماوی موجب می شود که تمام ستارگان هر شبانه روز یکبار آسمان را دور بزنند؛ از این رو، زاویه سمت و ارتفاع هر ستاره به طور ثابت با زمان تغییر می کند. با انتقال به یک سیستم مختصات کروی که با کره سماوی می چرخد - سیستم استوائی سماوی - می توانیم مواضع را با دقتی که برابر یک قسمت در  $۱۰^۴$  سال ثابت اند، بدست آوریم. علت اصلی تغییرات باقیمانده، حرکت تقدیمی زمین است که سبب

می شود اعتدالین حدود  $50^\circ$  در سال به طرف غرب جابه جا شوند.

یک کره سماوی ثابتی را در نظر بگیرید که در مرکز آن زمین حول محورش در هر شبانه روز به طرف شرق بچرخد. فرض کنید که چرخش زمین متوقف شود و گروه مختصات طول - عرض جغرافیایی زمینی بر سطح چنین کره سماوی تصویر گردد، بنابراین صفحه استوایی زمین کره سماوی را در دایره عظیمه استوای سماوی قطع می کند و محور چرخشی زمین را طوری امتداد می دهیم تا کره سماوی را در قطبهای شمالی و جنوبی قطع کند (شکل (ضمیمه ۱۷)). نصف النهارات طول جغرافیایی بر دوائر ساعتی روی کره سماوی نقش بسته و صفحات موازی عرض جغرافیایی به شکل دوائر کوچک و هم مرکز با قطبها ظاهر می شوند. اکنون، اگر مجاز باشیم که زمین چرخشش را از سر بگیرد، هر ناظر این گروه مختصات استوایی سماوی ثابت بر کره سماوی را در هر شبانه روز در حال چرخش به طرف غرب ملاحظه می کند.

در سیستم مختصات استوایی سماوی، استوای سماوی دایره اولیه است و دوائر ساعتی دایره های ثانویه می باشند. موقعیت یک جسم سماوی با میل  $(\delta)$  <sup>۱</sup> و زاویه بعد  $\alpha$  (آن) مشخص می شود. میل، قابل مقایسه با عرض جغرافیایی، کوچکترین فاصله زاویه ای (اندازه گیری شده بر حسب درجه، دقیقه و ثانیه قوسی) از استوای سماوی تا جسم و در امتداد دایره ساعتی عبورکننده از جسم است. برای سهولت، موقعیت های بین استوای سماوی و قطب شمال سماوی دارای میل مثبت و نقاط بین استوا و قطب جنوب سماوی دارای میل منفی می باشند؛ از این رو، میل در گستره  $0^\circ$  (استوای سماوی) تا  $90^\circ$  (قطب شمال سماوی) یا  $90^\circ -$  (قطب جنوب سماوی) قرار دارد. زاویه بعد، قابل مقایسه با طول جغرافیایی زمینی، فاصله زاویه ای (اندازه گیری شده بر حسب ساعت، دقیقه و ثانیه زمانی یا *hms*) در امتداد استوای سماوی و به طرف شرق و از دایره ساعتی اولیه تا دایره ساعتی شامل جسم می باشد. زاویه بعد در گستره  $0^h 0^m 0^s$  تا  $23^h 59^m 59^s$  قرار دارد. برای درک این که چگونه واحدهای زمان در مورد زاویه بعد به کار می رود، دایره ساعتی اولیه را که دقیقاً بر نصف النهار سماوی محلی ناظر منطبق است، در نظر بگیرید. چون زمین  $360^\circ$  را در ۲۴ ساعت می چرخد، نصف النهار سماوی ناظر بعد از یکساعت ۱۵ درجه در شرق دایره ساعتی اولیه قرار می گیرد. بنابراین، این زاویه بعد را  $1^h 15^m 0^s$  می نامیم؛ چرخش یکدرجه به چهار دقیقه زمانی، یک دقیقه قوسی به ۴ ثانیه زمانی و یک ثانیه قوسی به  $\frac{1}{15}$  ثانیه زمانی مربوط می شود.



شکل ضمیمه ۱۷

نقطه مبدا زاویه بعد، اعتدال بهاری<sup>۱</sup> ( $\gamma$ ) می‌باشد، که از دید تاریخی آن اولین نقطه حمل<sup>۲</sup> شناخته شده است. این مبدا ثابت بر کره سماوی، توسط استوای سماوی و دایره البروج تعریف می‌شود. دایره البروج، مسیر سالانه ظاهری خورشید در آسمان، دایره عظیمه‌ای است که صفحه مداری زمین کره سماوی را قطع می‌کند. شکل (ضمیمه ۱۸) نقشه‌ای از کره سماوی است که استوای سماوی و دایره البروج سینوسی را نشان می‌دهد. این دو دایره عظیمه با زاویه  $23^\circ 25/6$  نسبت به یکدیگر تمایل دارند، بنابراین آنها فقط در دو نقطه یکدیگر را قطع می‌کنند - اعتدالین همان طور که خورشید در امتداد دایره البروج و در امتداد شرق پیش می‌رود، استوای سماوی را به طرف شمال در اعتدال بهاری (بهار) و مجدداً شش ماه بعد به طرف جنوب در اعتدال پاییزی<sup>۳</sup> (پائیز) قطع می‌کند. بنا به تعریف، زاویه بعد - میل اعتدال بهاری ( $0^\circ, 0^h$ ) است. برای مقاصد مشاهده‌ای، گاهی اوقات از سیستم استوائی سماوی با توجه به این که دایره مرجع را نصف النهار سماوی محلی در نظر می‌گیریم، استفاده می‌کنیم. میل، مواضع زاویه‌ای شمال - جنوب را اندازه می‌گیرد در صورتی که زاویه ساعتی بیان می‌کند که یک جسم سماوی برحسب زمان چه اندازه غرب نصف النهار سماوی قرار دارد. زاویه ساعتی یک جسم نجومی به زمان و همچنین مکان ناظر بستگی دارد، مثلاً  $0^h 0^m 0^s$  در گذر بالاتر و  $2^h 30^m 0^s$  در  $2/5$  ساعت بعد.

1- Vernal equinox

2- Aries

3- Autumnal equinox

جدول ضمیمه (۱۰-۱) تبدیل معادلات بین سیستم‌های افقی و استوایی را نشان می‌دهد.

جدول ضمیمه ۱۰-۱ تبدیل مختصات نجومی

I سیستم افقی - استوایی (سماوی)

$$\begin{aligned} \cos a \sin A &= + \cos \delta \sin h, \\ \cos a \cos A &= - \sin \delta \cos \phi + \cos \delta \cos h \sin \phi, \\ \sin a &= \sin \delta \sin \phi + \cos \delta \cos h \cos \phi, \\ \cos \sigma \sin h &= \cos a \sin A, \\ \cos \delta \cos h &= \sin a \cos \phi + \cos a \cos A \sin \phi, \\ \sin \delta &= \sin a \sin \phi - \cos a \cos A \cos \phi, \end{aligned}$$

$h = \alpha$  - زمان نجومی محلی,

$A =$  زاویه سمتی، از جنوب به طرف غرب،

$a =$  ارتفاع،

$\phi =$  عرض جغرافیایی ناظر،

$h =$  زاویه ساعتی محلی،

$\alpha =$  زاویه بعد،

$\delta =$  زاویه میل.

II سیستم‌های دایرة البروجی - استوایی (سماوی)

$$\begin{aligned} \cos \delta \cos \alpha &= \cos \beta \cos A, \\ \cos \delta \sin \alpha &= \cos \beta \sin \lambda \cos \varepsilon - \sin \beta \sin \varepsilon, \\ \sin \delta &= \cos \beta \sin A \sin \varepsilon + \sin \beta \cos \varepsilon, \\ \cos \beta \cos \lambda &= \cos \delta \cos \alpha, \\ \cos \beta \sin \lambda &= \cos \delta \sin \alpha \cos \varepsilon + \sin \delta \sin \varepsilon, \\ \sin \beta &= \sin \delta \cos \varepsilon - \cos \delta \sin \alpha \sin \varepsilon, \end{aligned}$$

$\alpha =$  زاویه بعد،

$\delta =$  زاویه میل،

$\lambda =$  طول دایرة البروجی،

$\beta =$  عرض دایرة البروجی،

$\varepsilon =$  تمایل دایرة البروجی

$$= 23^\circ 27' 8'' / 26 - 46'' / 845T$$

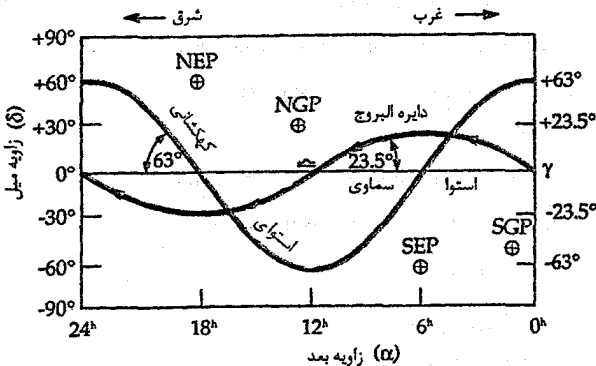
$$= -0.00559T^2 + 0.00181T^3$$

که  $T$  بر حسب قرن از سال ۱۹۰۰ است.

III. سیستم‌های کهکشانی - استوایی (سماوی)

$$\begin{aligned} \cos b^{\text{II}} \cos (l^{\text{II}} - 33^\circ) &= \cos \delta \cos (\alpha - 282/25^\circ), \\ \cos b^{\text{II}} \sin (l^{\text{II}} - 33^\circ) &= \cos \delta \sin (\alpha - 282/25^\circ) \cos 62/6^\circ \\ &\quad + \sin \delta \sin 62/6^\circ, \\ \sin b^{\text{II}} &= \sin \delta \cos 62/6^\circ - \cos \delta \sin (\alpha - 282/25^\circ) \sin 62/6^\circ, \\ \cos \delta \sin (\alpha - 282/25^\circ) &= \cos b^{\text{II}} \sin (l^{\text{II}} - 33^\circ) \cos 62/6^\circ - \\ &\quad - \sin b^{\text{II}} \sin 62/6^\circ, \\ \sin \delta &= \cos b^{\text{II}} \sin (l^{\text{II}} - 33^\circ) \sin 62/6^\circ + \sin b^{\text{II}} \cos 62/6^\circ, \end{aligned}$$

$l^{\text{II}}$  = طول کهکشانی جدید ,  
 $b^{\text{II}}$  = عرض کهکشانی جدید ,  
 $\alpha$  = زاویه بعد (۱۹۵۰),  
 $\delta$  = زاویه میل (۱۹۵۰),  
 $\alpha = 17^{\text{h}} 42^{\text{m}} 4^{\text{s}}$ ,  
 $\delta = 28^\circ 55'$  (۱۹۵۰);  
 $b^{\text{II}} = +90^\circ$  : قطب شمال کهکشانی  $\alpha = 13^{\text{h}} 49^{\text{m}}$ ,  
 $\delta = +27/4$  (۱۹۵۰).



شکل ضمیمه ۱۸



## ضمیمه ۱۰-۴ مختصات دایرة البروجی و کهکشانی

برای توصیف حرکات اجرام داخلی منظومه شمسی سیستم مختصات دایرة البروجی بسیار مفید می باشد. در اینجا دایرة البروج دایره اولیه است و قطبین را قطب شمال دایرة البروجی (قطبی که به قطب شمال سماوی نزدیکتر است) و قطب جنوب دایرة البروجی نامند. طول سماوی ( $\lambda$ ) برابر است با فاصله زاویه ای (از  $0^\circ$  تا  $360^\circ$ ) به طرف شرق و در امتداد دایرة البروج از نقطه اعتدال بهاری (نقطه مبدا). عرض سماوی ( $\beta$ ) عبارت است از زاویه اندازه گیری شده از دایرة البروج که به طرف قطب شمال دایرة البروجی مثبت و به طرف قطب جنوب دایرة البروجی منفی؛ این زاویه در گستره  $0^\circ$  تا  $\pm 90^\circ$  تغییر می کند. از این رو، هنگامی که مرکز خورشید در اعتدال پاییزی قرار دارد، مختصات آن برابر است با  $(\lambda, \beta) = (180^\circ, 0^\circ)$ .

هنگامی که پدیده های مربوط به کهکشان خودی را مورد بحث قرار می دهیم، مناسب است مختصات کهکشانی جدید را به کار ببریم. در اینجا دایره اولیه توسط صفحه مرکزی راه شیری تعریف می شود که استوای سماوی نام دارد. مرکز کهکشان خودی (در صورت فلکی قوس) <sup>۱</sup> که روی استوای سماوی قرار دارد، نقطه مبدا می باشد. طول کهکشانی ( $l$  یا  $l''$ ) به طرف شرق در امتداد استوای کهکشانی و از جهت مرکز کهکشانی اندازه گیری می شود که در گستره  $0^\circ$  تا  $360^\circ$  تغییر می کند. همان طور که از قطب شمال کهکشانی دیده می شود، طول کهکشانی در جهت عکس چرخش عقربه های ساعت زیاد می شود. عرض کهکشانی ( $b$  یا  $b''$ ) عبارت است از زاویه اندازه گیری شده از استوای کهکشانی به طرف قطب شمال یا جنوب کهکشانی که در گستره  $0^\circ$  تا  $\pm 90^\circ$  قرار دارد. برای اجتناب از اشتباه، بایستی یادآوری کرد که قبل از اوت ۱۹۵۸ م. سیستم مختصات کهکشانی متفاوتی ( $l'$  و  $b'$ ) مورد استفاده قرار می گرفت؛ در هیچ زمان به این سیستم قدیمی مراجعه نخواهیم کرد.

در شکل (ضمیمه ۱۸) همچنین قطب ها و استوای سیستم مختصات دایرة البروجی و کهکشانی را مشخص کرده ایم. در آنجا می بینیم که دایره عظیمه استوایی کهکشانی  $63^\circ$  نسبت به استوای سماوی متمایل است. از این رو، تاکنون سه سیستم مختصات مختلف را شناخته ایم که هر یک کاملاً کره سماوی را می پوشاند.

## فهرست مزیر

جدول ضمیمه ۱-۱۱

نام	نوع	V (قدر)	اندازه (دقیقه قوسی)	صورت فلکی	زاویه میل (۲۰۰۰)	زاویه بعد (۲۰۰۰)	NGC	شماره مزیر
سحابی خرچنگ	Di	۸/۴:	۶×۴	Tau	+۲۲° ۰۱'	۵ <sup>h</sup> ۳۳ <sup>m</sup> /۵	۱۹۵۲	۱
	Gb	۶/۵	۱۳	Aqr	-۰ ۴۹	۲۱ ۳۳/۵	۷۰۸۹	۲
	Gb	۶/۴	۱۶	CVn	+۲۸ ۲۳	۱۳ ۴۲/۲	۵۲۷۲	۳
	Gb	۵/۹	۲۶	SCO	-۲۶ ۳۲	۱۶ ۲۳/۶	۶۱۲۱	۴
	Gb	۵/۸	۱۷	Ser	+۲ ۰۵	۱۵ ۱۸/۶	۵۹۰۴	۵
	OC	۴/۲	۱۵	SCO	-۳۲ ۱۳	۱۷ ۴۰/۱	۶۴۰۵	۶
	OC	۳/۳	۸۰	SCO	-۳۴ ۴۹	۱۷ ۵۳/۹	۶۴۷۵	۷
سحابی لاگون	Di	۵/۸:	۹۰×۴۰	Sgr	-۲۴ ۲۳	۱۸ ۰۳/۸	۶۵۲۳	۸
	Gb	۷/۹:	۹	Oph	-۱۸ ۳۱	۱۷ ۱۹/۲	۶۳۳۳	۹
	Gb	۶/۶	۱۵	Oph	-۴ ۰۶	۱۶ ۵۷/۱	۶۲۵۴	۱۰
	OC	۵/۸	۱۴	Sct	-۶ ۱۶	۱۸ ۵۱/۱	۶۷۰۵	۱۱
	Gb	۶/۶	۱۴	Oph	-۱ ۵۷	۱۶ ۴۷/۲	۶۲۱۸	۱۲
	Gb	۵/۹	۱۷	Her	+۳۶ ۲۸	۱۶ ۴۱/۷	۶۲۰۵	۱۳
خوشه هرکول	Gb	۷/۶	۱۲	Oph	-۳ ۱۵	۱۷ ۳۷/۶	۶۴۰۲	۱۴
	Gb	۶/۴	۱۲	Peg	+۱۲ ۱۰	۲۱ ۳۰/۰	۷۰۷۸	۱۵
	OC	۶/۰	۷	Ser	-۱۳ ۴۷	۱۸ ۱۸/۸	۶۶۱۱	۱۶
	Di	۷:	۴۶×۳۷	Sgr	-۱۶ ۱۱	۱۸ ۲۰/۸	۶۶۱۸	۱۷
سحابی امگا	OC	۶/۹	۹	Sgr	-۱۷ ۰۸	۱۸ ۱۹/۹	۶۶۱۳	۱۸
	Gb	۷/۲	۱۴	Oph	-۲۶ ۱۶	۱۷ ۰۲/۶	۶۲۷۳	۱۹
	Di	۸/۵:	۲۹×۲۷	Sgr	-۲۳ ۰۲	۱۸ ۰۲/۶	۶۵۱۴	۲۰
	OC	۵/۹	۱۳	Sgr	-۲۲ ۳۰	۱۸ ۰۴/۶	۶۵۳۱	۲۱
	Gb	۵/۱	۲۴	Sgr	-۲۳ ۵۴	۱۸ ۳۶/۴	۶۶۵۶	۲۲
سحابی سه بخشی	OC	۵/۵	۲۷	Sgr	-۱۹ ۰۱	۱۷ ۵۶/۸	۶۴۹۴	۲۳
	OC	۴/۵:	۹۰	Sgr	-۱۸ ۲۹	۱۸ ۱۶/۹		۲۴
	OC	۴/۶	۳۲	Sgr	-۱۹ ۱۵	۱۸ ۳۱/۶	IC ۴۷۲۵	۲۵
	OC	۸/۰	۱۵	Sct	-۹ ۲۴	۱۸ ۴۵/۲	۶۶۹۴	۲۶
	PI	۸/۱:	۸×۴	Vul	+۲۲ ۴۳	۱۹ ۵۹/۶	۶۸۵۳	۲۷
	Gb	۶/۹:	۱۱	Sgr	-۱۸ ۲۹	۱۸ ۲۴/۵	۶۶۲۶	۲۸
	OC	۶/۶	۷	Cyg	+۳۸ ۳۲	۲۰ ۲۳/۹	۶۹۱۳	۲۹
کهکشان زنون به زنجیرو بسته	Gb	۷/۵	۱۱	Cap	-۲۳ ۱۱	۲۱ ۴۰/۴	۷۰۹۹	۳۰
	S	۳/۴	۱۷۸×۶۳	And	+۴۱ ۱۶	۰ ۴۲/۷	۲۲۴	۳۱
	E	۸/۲	۸×۶	And	+۴ ۰۵۲	۰ ۴۲/۷	۲۲۱	۳۲

شماره مزیر	NGC	زاویه بعد (۲۰۰۰)	زاویه میل (۲۰۰۰)	صورت فلکی	اندازه (دقیقه قوسی)	V (قدر)	نوع	نام
۳۳	۵۹۸	۱۳۳/۹	+۳۰ ۳۹	Tri	۶۲×۳۹	۵/۷	S	
۳۴	۱۰۳۹	۲۴۲/۰	+۴۲ ۴۷	Per	۳۵	۵/۲	OC	
۳۵	۲۱۶۸	۶۰۸/۹	+۲۴ ۲۰	Gem	۲۸	۵/۱	OC	
۳۶	۱۹۶۰	۵۳۶/۱	+۳۴ ۰۸	Aur	۱۲	۶/۰	OC	
۳۷	۲۰۹۹	۵۵۲/۴	+۳۲ ۳۳	Aur	۲۴	۵/۶	OC	
۳۸	۱۹۱۲	۵۲۸/۷	+۳۵ ۵۰	Aur	۲۱	۶/۴	OC	
۳۹	۷۰۹۲	۲۱۳۲/۲	+۴۸ ۲۶	Cyg	۳۲	۴/۶	OC	
۴۰		۱۲۲۲/۴	+۵۸ ۰۵	UMa	۸:			
۴۱	۲۲۸۷	۶۴۷/۰	-۲۰ ۴۴	CMa	۳۸	۴/۵	OC	
۴۲	۱۹۷۶	۵۳۵/۴	-۵ ۲۷	Ori	۶۶×۶۰	۴:	Di	سحابی جبار
۴۳	۱۹۸۲	۵۳۵/۶	-۵ ۱۶	Ori	۲۰×۱۵	۹:	Di	
۴۴	۲۶۳۲	۸۴۰/۱	+۱۹ ۵۹	Cne	۹۵	۳:۱	OC	پراسپ
۴۵		۳۴۷/۰	+۲۴ ۰۷	Tau	۱۱۰	۱/۲	OC	پروین
۴۶	۲۴۳۷	۷۴۱/۸	-۱۴ ۴۹	Pup	۲۷	۶/۱	OC	
۴۷	۲۴۲۲	۷۳۶/۶	-۱۴ ۳۰	Pup	۳۰	۴/۴	OC	
۴۸	۲۵۴۸	۸۱۳/۸	-۵ ۴۸	Hya	۵۴	۵/۸	OC	
۴۹	۴۴۷۲	۱۲۲۹/۸	-۸ ۰۰	Vir	۹×۷	۸/۴	E	
۵۰	۳۳۳۳	۷۰۳/۲	-۸ ۲۰	Mon	۱۶	۵/۹	OC	
۵۱	۵۱۹۴-۵	۱۳۲۹/۹	+۴۷ ۱۲	CVn	۱۱×۸	۸/۱	S	کهکشان چرخاب
۵۲	۷۶۵۴	۲۳۲۴/۲	+۶۱ ۳۵	Cas	۱۳	۶/۹	OC	
۵۳	۵۰۲۴	۱۳۱۲/۹	+۱۸ ۱۰	Com	۱۳	۷/۷	Gb	
۵۴	۶۷۱۵	۱۳۵۵/۱	-۳۰ ۳۹	Sgr	۹	۷/۷	Gb	
۵۵	۶۸۰۹	۱۹۴۰/۰	-۳۰ ۵۸	Sgr	۱۹	۷/۰	Gb	
۵۶	۶۷۷۹	۱۹۱۶/۶	+۳۰ ۱۱	Lyr	۷	۸/۲	Gb	
۵۷	۶۷۲۰	۱۸۵۳/۶	+۳۳ ۰۲	Lyr	۱	۹/۰:	PI	سحابی حلقه‌ای
۵۸	۴۵۷۹	۱۲۳۷/۷	+۱۱ ۴۹	Vir	۵×۴	۹/۸	S	
۵۹	۴۶۲۱	۱۲۴۲/۰	+۱۱ ۳۹	Vir	۵×۳	۹/۸	E	
۶۰	۴۶۴۹	۱۲۴۳/۷	+۱۱ ۳۳	Vir	۷×۶	۸/۸	E	
۶۱	۴۳۰۳	۱۲۲۱/۹	+۴ ۲۸	Vir	۶×۵	۹/۷	S	
۶۲	۶۲۶۶	۱۷۰۱/۲	-۳۰ ۰۷	Oph	۱۴	۶/۶	Gb	
۶۳	۵۰۵۵	۱۳۱۵/۹	+۴۲ ۰۲	CVn	۱۲×۸	۸/۶	S	
۶۴	۴۸۲۶	۱۲۵۶/۷	+۲۱ ۴۱	Com	۹×۵	۸/۵	S	
۶۵	۳۶۲۳	۱۱۱۸/۹	+۱۳ ۰۵	Leo	۱۰×۳	۹/۳	S	
۶۶	۳۶۲۷	۱۱۲۰/۲	+۱۲ ۵۹	Leo	۹×۴	۹/۰	S	
۶۷	۲۶۸۲	۸۵۰/۴	+۱۱ ۴۹	Cnc	۳۰	۶/۹	OC	
۶۸	۴۵۹۰	۱۲۳۹/۵	-۲۶ ۴۵	Hya	۱۲	۶/۹	Gb	
۶۹	۶۶۳۷	۱۸۳۱/۴	-۳۲ ۲۱	Sgr	۷	۷/۷	Gb	
۷۰	۶۶۸۱	۱۸۴۳/۲	-۳۲ ۱۸	Sgr	۸	۸/۱	Gb	
۷۱	۶۸۳۸	۱۹۵۳/۸	+۱۸ ۴۷	Sgr	۷	۸/۳	Gb	
۷۲	۶۹۸۱	۲۰۵۳/۵	-۱۲ ۳۲	Aqr	۶	۹/۴	Gb	
۷۳	۶۹۹۴	۲۰۵۸/۹	-۱۲ ۳۸	Aqr				
۷۴	۶۲۸	۱۳۶/۷	+۱۵ ۴۷	Psc	۱۰×۹	۹/۲	S	

جدول ضمیمه ۱۱-۱ (ادامه)

شماره مزی	NGC	زاویه بعد (۲۰۰۰)	زاویه میل (۲۰۰۰)	صورت فلکی	اندازه (دقیقه قوسی)	V (قدر)	نوع	نام
۷۵	۶۸۶۴	۲۰۰۶/۱	-۲۱ ۵۵	Sgr	۶	۸/۶	Gb	
۷۶	۶۵۰-۱	۱۴۲/۴	+۵۱ ۳۴	Per	۲×۱	۱۱/۵:	PI	
۷۷	۱۰۶۸	۲۴۲/۷	-۰ ۰۱	Cet	۷×۶	۸/۸	S	
۷۸	۲۰۶۸	۵۴۶/۷	+۰ ۰۳	Ori	۸×۶	۸:	Di	
۷۹	۱۹۰۴	۵۲۴/۵	-۲۴ ۳۳	Lep	۹	۸/۰	Gb	
۸۰	۶۰۹۳	۱۶۱۷/۰	-۲۲ ۵۹	Sco	۹	۷/۲	Gb	
۸۱	۳۰۳۱	۹۵۵/۶	+۶۹ ۰۴	UMa	۲۶×۱۴	۶/۸	S	
۸۲	۳۰۳۴	۹۵۵/۸	+۶۹ ۴۱	UMa	۱۱×۵	۸/۴	Ir	
۸۳	۵۲۳۶	۱۳۳۷/۰	-۲۹ ۵۲	Hya	۱۱×۱۰	۷/۶:	S	
۸۴	۴۳۷۴	۱۲۲۵/۱	+۱۲ ۵۳	Vir	۵×۴	۹/۳	E	
۸۵	۴۳۸۲	۱۲۲۵/۴	+۱۸ ۱۱	Com	۷×۵	۹/۲	E	
۸۶	۴۴۰۶	۱۲۲۶/۲	+۱۲ ۵۷	Vir	۷×۶	۹/۲	E	
۸۷	۴۴۸۶	۱۲۳۰/۸	+۱۲ ۲۴	Vir	۷	۸/۶	E	A سنبله
۸۸	۴۵۰۱	۱۲۳۲/۰	+۱۴ ۲۵	Com	۷×۶	۹/۵	S	
۸۹	۴۵۵۲	۱۲۳۵/۷	+۱۲ ۳۳	Vir	۴	۹/۸	E	
۹۰	۴۵۶۹	۱۲۳۶/۸	+۱۳ ۱۰	Vir	۱۰×۵	۹/۵	S	
۹۱	۴۵۴۸	۱۲۳۵/۴	+۱۴ ۳۰	Com	۵×۴	۱۰/۲	S	
۹۲	۶۳۴۱	۱۷۱۷/۱	+۴۳ ۰۸	Her	۱۱	۶/۵	Gb	
۹۳	۲۴۴۷	۷۴۴/۶	-۲۳ ۵۲	Pup	۲۲	۶/۲:	OC	
۹۴	۴۷۳۶	۱۲۵۰/۹	+۴۱ ۰۷	CVn	۱۱×۹	۸/۱	S	
۹۵	۳۳۵۱	۱۰۴۴/۰	+۱۱ ۴۲	Leo	۷×۵	۹/۷	S	
۹۶	۳۳۶۸	۱۰۴۶/۸	+۱۱ ۴۹	Leo	۷×۵	۹/۲	S	
۹۷	۳۵۸۷	۱۱۱۴/۸	+۵۵ ۰۱	UMa	۳	۱۱/۲:	PI	سحابی اول
۹۸	۴۱۹۲	۱۲۱۳/۸	+۱۴ ۵۴	Com	۱۰×۳	۱۰/۱	S	
۹۹	۴۲۵۴	۱۲۱۸/۸	+۱۴ ۲۵	Com	۵	۹/۸	S	
۱۰۰	۴۳۲۱	۱۲۲۲/۹	+۱۵ ۴۹	Com	۷×۶	۹/۴	S	
۱۰۱	۵۴۵۷	۱۴۰۳/۲	+۵۴ ۲۱	UMa	۲۷×۲۶	۷/۷	S	
۱۰۲								M۱۰۱ مشاهده مجدد
۱۰۳	۵۸۱	۱۳۳/۲	+۶۰ ۴۲	Cas	۶	۷/۴:	OC	
۱۰۴	۴۵۹۴	۱۲۴۰/۰	-۱۱ ۳۷	Vir	۹×۴	۸/۳	S	کهکشان کلاه لبه پهن
۱۰۵	۳۳۷۹	۱۰۴۷/۸	+۱۲ ۳۵	Leo	۴×۴	۹/۳	E	
۱۰۶	۴۲۵۸	۱۲۱۹/۰	+۴۷ ۱۸	CVn	۱۸×۱۸	۸/۳	S	
۱۰۷	۶۱۷۱	۱۶۳۲/۵	-۱۳ ۰۳	Oph	۱۰	۸/۱	Gb	
۱۰۸	۳۵۵۶	۱۱۱۱/۵	+۵۵ ۴۰	UMa	۸×۲	۱۰/۰	S	
۱۰۹	۳۹۹۲	۱۱۵۷/۶	+۵۳ ۲۳	UMa	۸×۵	۹/۸	S	
۱۱۰	۲۰۵	۰۴۰/۴	+۴۱ ۴۱	And	۱۷×۱۰	۸/۰	E?	

دالالت بر مقدار تقریبی دارد.

انواع: سحابی پخش (Di)، خوشه کروی (Gb)، خوشه باز (OC)، سحابی سیاره نما (PI)، یا کهکشان (E) برای بیضوی، If برای بی قاعده، S برای مارپیچی). گرفته شده از فهرست آسمان ۲۰۰۰، جلد ۲، مؤسسه نشر آسمان، کمبریج، ماساچوست، ۱۹۸۵ م.

## فهرست معانی

(آ)

منابع رادیویی در مرکز کهکشان راه شیری؛ A کمان غربی یک منبع رادیویی حرارتی (ناحیه HII)، A کمان شرقی یک منبع غیرحرارتی، و  $A^*$  کمان یک منبع نقطه‌ای شکل می‌باشد که ممکن است هسته کهکشان راه شیری را مشخص کند.

آ-کمان (Sgr A)

کاهش طول موج تابش منتشره توسط یک جسم سماوی در حال نزدیک شدن به عنوان نتیجه اثر دوپلر؛ انتقال به سمت طول موج کوتاه (آبی) انتهای طیف.

آبی‌گرایی

فاز ماه هنگامی که  $\frac{3}{4}$  از مدارش را نسبت به ماه جدید طی کرده باشد، در این وضعیت وقتی از روی زمین مشاهده شود، نصف آن روشن بنظر می‌رسد.

آخرین تربیع

اغتشاش گرانشی محلی در یک محیط یکنواخت. افت و خیزی از مولفه ماده در جهان اولیه بدون همراهی افت و خیز میدان تابشی.

آشفستگی

آشفستگی هم‌دما

حرکت جابجائی بی‌نظم و گاهی اوقات شدید.

آشوبناکی

نزدیکترین ستاره به خورشید، یک سیستم سه تایی؛ مولفه A تقریباً دارای تابندگی و دمای سطحی یکسانی با خورشید است. واحدی از طول و برابر با  $10^{-10} m$ ، اغلب برای اندازه‌گیری طول موج نور مرئی بکار می‌رود.

آلفا قنطورس

آنگستروم ( $\text{\AA}$ )

(الف)

هسته دنباله‌دار ابری شکل در مداری حول منظومه شمسی، در زمانی شکل گرفت که منظومه شمسی شکل گرفته بود؛ ذخیره‌ای

ابر اورت

برای دنباله دارهای جدید.

یک باد ستاره‌ای بسیار قوی.

ابر باد

ابر خوشه‌ای از کهکشانها که گروه محلی در آن قرار دارد؛ در  $10^7$  پارسک پراکنده است، آن شامل خوشه‌های سنبله و گیسو می‌باشد.

ابر خوشه محلی

سیستمی حاوی چند خوشه از کهکشانها.

ابرخوشه‌ها

یک ابر بین ستاره‌ای از گاز و گرد و غبار که گرد و غبار آن برای محو کردن نور ستارگان ماوراء اش (همان گونه که از روی زمین دیده می‌شود) کافی می‌باشد.

ابر سیاه

یک ستاره سنگین با ابعاد بزرگ و تابندگی زیاد.

ابر غول

الگویی که تلاش می‌کند با ترکیب ایده‌های کوانتومی و گرانی وحدت تمام نیروهای طبیعت را در خلال  $10^{-23}$  ثانیه اول تاریخ جهان توصیف کند.

ابر گرانی

یک کهکشان کوچک، که به طور مبهمی شکل مارپیچی دارد و در حدود فاصله  $50 \text{ kpc}$  از کهکشان راه شیری می‌باشد.

ابر ماژلانی بزرگ

(LMC)

عضو کوچکتر کهکشانهای همدم راه شیری؛ آن یک کهکشان بی‌قاعده و حاوی  $2 \times 10^9 M_{\odot}$  می‌باشد.

ابر ماژلانی کوچک

(SMC)

ابراهای وزین، فشرده، و بزرگ در صفحه یک کهکشان مارپیچی؛ آنها حاوی گرد و غبار و کسر بزرگی گاز به شکل مولکولی می‌باشند.

ابر مولکولی

یک انفجار گیبج کننده از یک ستاره سنگین، که روشنایی اش را در طول چند روز به چند صد میلیون برابر افزایش می‌دهد.

ابر نواختر

دسته بندی ابرنواخترها توسط منحنی‌های نوری و خصوصیات طیفی شان؛ نوع I یک بیشینه تیز با کاهش آرام و بدون خط هیدروژن را نشان می‌دهد؛ نوع II قله پهن تری همراه با کاهش شدیدی بعد از  $100$  روز دارا می‌باشد که همراه با خطوط هیدروژن قوی در طیف است.

ابرنواخترهای نوع I،

نوع II

ابراهایی از گاز و وابسته به کهکشان راه شیری، که با تندی‌های صدها کیلومتر در ثانیه در حال حرکتند.

ابراهای با سرعت بالا

<p>دو کهکشان همسایه، ابر ماژلانی بزرگ (LMC) و ابر ماژلانی کوچک (SMC)، که با چشم غیر مسلح در نیم کره جنوبی قابل رویت هستند؛ همدم‌هایی برای کهکشان خودی.</p>	<p>ابره‌های ماژلانی</p>
<p>ابره‌های بین ستاره‌ای بزرگ، با ابعادی تا دهها پارسک و حاوی مواد با جرم <math>10^6 M_{\odot}</math>؛ در بازوهای مارپیچی کهکشان راه شیری پدیدامی‌شوند، ابرهای مولکولی غول‌محل‌هایی برای شکل‌گیری ستارگان سنگین می‌باشند.</p>	<p>ابره‌های مولکولی غول</p>
<p>یک جیب کوچک از مواد نیمه رسانا که به هنگام جذب نورالکترون منتشر می‌کند؛ الکترونها در نواحی کوچک به نام پیکسل به دام می‌افتند؛ طرح بارها به طریقی است که تصویر برخوردکننده با جیب را حفظ می‌کند.</p>	<p>ابزار بار جفت شده (CCD)</p>
<p>یک ستاره ابرغول قرمز با تابندگی مرئی تقریبی <math>2 \times 10^4</math> برابر خورشید.</p>	<p>ابط لجوزا</p>
<p>جابجائی ظاهری در موقعیت یک ستاره که از تندی محدود نور و تندی مداری زمین نتیجه می‌شود. دستکاری نور توسط انعکاس یا انکسار.</p>	<p>ابیراهی نور ستاره اپتیک</p>
<p>فرآیند بازخورد برای اصلاح تصاویر اپتیکی تا جبران دید را بنماید. فرآیند بازخورد برای اصلاح شکل یک آینه تا تصویر را برجسته نماید.</p>	<p>اپتیک تطبیقی اپتیک فعال</p>
<p>محیط فرض شده‌ای که تصور می‌شد نور قبل از نتایج آزمایش مایکلسون - مورلی در آن حرکت می‌کند.</p>	<p>اتر</p>
<p>آهسته شدن ساعتها که از روی یک چهارچوب مرجع متحرک نگاه‌شوند.</p>	<p>اتساع زمان</p>
<p>اتصال ناگهانی خطوط میدان مغناطیسی با قطبیت مخالف. کوچکترین ذره یک عنصر که خصوصیات شیمیایی آن عنصر را دارا است.</p>	<p>اتصال مجدد مغناطیسی اتم</p>
<p>تجزیه خطوط طیفی در یک میدان مغناطیسی شدید. اثری که تحت تاثیر آن دمای تعادلی در سطح یک سیاره به</p>	<p>اثر زیمن اثر گلخانه‌ای</p>

علت کدوری جو آن در فرورسرخ و بدام اندازی تابش خروجی، زیاد می شود.

اجتماع OB

گروه شدگی های غیر محکم از ستارگان O و B در زیر گروه های کوچک؛ آنها توسط گرانش بهم وابسته نیستند و در زمانی حدود چند ده میلیون سال از بین می روند.

اجرام BL سوسمار  
(BL Lac)

یک نوع کهکشان فعال که نشر غیر حرارتی در آن بسیار پلاریده بوده و به سرعت تغییر می کند (یک روز یا نزدیک به آن).

اجرام شهابی مادر

اجرام جامد کوچک، با ابعاد چند صد هزار کیلومتر، که عقیده بر این است منبع شهاب سنگهای نیکل - آهن باشند؛ در تاریخ اولیه منظومه شمسی شکل گرفته اند و سپس به علت برخورد ها قطعه قطعه شده اند.

اختروش دوگانه

دو تصویر از یک اختروش در آسمان که توسط عدسی گرانشی تولید می شوند.

اختروشهای خط جذبی  
پهن (BAL)

اختروشهای با قرمزگرایی زیاد که در آن فرورفتگیهای جذبی خیلی پهن پیدا می شود.

اختروش یا جرم شبه  
ستاره ای (QSO)

یک منبع شبه نقطه ای فشرده از نور و امواج رادیویی که توسط انتقال به قرمزهای بزرگ خطوط نشری در طیف مرئی آن مشخص می شود

اختلاف منظر

تغییر در موقعیت ظاهری یک جسم به هنگام مشاهده از دو مکان متفاوت؛ به طور مشخص، نصف زاویه جابجایی موقعیت ظاهری یک ستاره به هنگام دیده شدن از دو انتهای مقابل مدار زمین.

اختلاف منظر آماری

اختلاف منظر، و بنابراین فاصله، تعیین شده از متوسط حرکات ویژه گروه های انتخاب شده ای از ستارگان.

اختلاف منظر خورشید  
مرکزی

جابجایی در موقعیت ظاهری ستارگان نزدیک (نسبت به ستارگان خیلی دورتر) به علت تغییر موضع زمین در مدارش حول خورشید؛ اندازه این جابجایی می تواند برای اندازه گیری فاصله تا ستارگان نزدیک مورد استفاده قرار گیرد؛ اختلاف منظر مثلثاتی را به



اختلاف منظر طیف‌سنجی	روشی برای اندازه‌گیری فاصله از مقایسه روشنایی ستارگان با تابندگی واقعی‌شان که توسط طیف‌های آنها تعیین شده‌اند.
اختلاف منظر غیرتناوبی	روشی برای تعیین فاصله متوسط گروهی از ستارگان توسط تجربه مولفه‌های حرکات ویژه تولید شده آنها در اثر حرکت خط مستقیم خورشید در فضا.
اختلاف منظر مثلثاتی	روش تعیین فواصل با استفاده از اندازه‌گیری موقعیت زاویه‌ای از دو انتهای یک خط پایه به طول معین؛ اختلاف منظر خورشید مرکزی را به بینید.
اختلال‌های بی‌دررو	امواج در مخلوط تابش / ماده اولیه به طوری که دامنه ماده و تابش مقدار کمی تغییر کند.
ارتفاع	فاصله زاویه‌ای بین یک جسم سماوی و افق، که در امتداد قائم اندازه‌گیری می‌شود.
ازدحام شهابی	شهاب وارهای گروهی که در ناحیه‌ای از مدار حول خورشید تجمع یافته‌اند؛ منبع بارشهای شهابی.
استادیوم	واحد طول یونانی باستانی، احتمالاً حدود ۰/۲ km.
استاندارد محلی سکون	یک چهارچوب مرجع واقع بر روی خورشید که برای آن سرعت‌های متوسط ستارگان نزدیک به خورشید صفر می‌باشد.
استوای سماوی	تصویری موهومی از استوای زمین روی کره سماوی؛ زاویه میل در امتداد استوای سماوی صفر می‌باشد.
استوای کهکشانی	دایره عظیمه در امتداد خط راه شیری، که صفحه مرکزی کهکشان خودی را مشخص می‌کند.
اشتقاق	جدایی گرانشی یک جسم به لایه‌های با چگالی متفاوت.
اشکال ویدمنستاتن	طرح‌های بلورین بزرگ در سطوح شهاب سنگ‌های آهنی وقتی براق و تیزاب کاری شده‌اند.
اصلاح K	اصلاحی برای قدر ظاهری یک کهکشان به علت انتقال به قرمز آن.
اصلاح تابش‌سنجی	قدر مرئی یک ستاره منهای قدر تابش‌سنجی آن.
اصل طرد پاولی	بیانی از نظریه مکانیک کوانتومی که هیچ دو الکترون نمی‌توانند

به طور همزمان در یک حالت کوانتایی باشند.

اصل کیهان شناختی بیان اینکه در یک حجم باندازه کافی بزرگ، جهان از هر

مکانی یکسان بنظر می رسد.

اصل کیهان شناختی کامل بیان اینکه جهان از دید یک ناظر در تمام مکانها و تمام

زمانها یکسان بنظر می رسد.

اصل هم ارزی ایده اصلی در نظریه نسبیت عام؛ این بیان که هیچ کس نمی تواند

بین شتابهای گرانشی و دیگر انواع شتابها تفاوتی قائل شود، یا، به

طور هم ارز، بیان مربوط به تساوی جرم لختی و جرم گرانشی؛

یک نتیجه آن این است که نیروهای گرانشی می توانند در ناحیه

کوچکی از فضا-زمان با انتخاب چهارچوب مرجع مناسب حذف

شوند.

اصل هم وردایی پایه ای اساسی برای نسبیت عام که در آن فرض شده است

تمام قوانین فیزیکی باید قادر باشند در یک مختصات مستقل از

روش بیان شوند.

اعتدال زمانی از سال که طول شب و طول روز برابرند؛ دو وقت از سال که

خورشید استوای سماوی را قطع می کند؛ اعتدال بهاری

(ربعی) حدود ۲۱ مارس رخ می دهد، و اعتدال پائیزی (خریفی)

حدود ۲۳ سپتامبر رخ می دهد.

اعتدال بهاری را به بینید.

اعتدال ربیعی

اختلاف بین رنگ واقعی (یک ستاره) و رنگ مشاهده شده

افزایش رنگ

آن؛ معمولاً به علت گرد و غبار بین ستاره ای در امتداد خط دید

قرمزتر می شود.

مقطع برخورد آسمان و صفحه مماس بر زمین در مکان ناظر.

افق

شعاع شوارتز شیلد را به بینید.

افق حادثه

ماهورهای منظومه شمسی که اندازه، شکل، و ترکیب سیارکها را

اقمار سیارکی

نشان می دهند.

بزرگترین ۴ قمر مشتری (آیو، اروپا، گانیمد، کالیستو)، که

اقمار گاليله

توسط گاليله و با تلسکوپ خودش کشف شدند.

- اکوندریت نوعی شهاب سنگ سنگی که از صخره‌های مذاب کریستالی شده است به طوری که هیچ کاندرولی نداشته باشد.
- الکترون یک ذره زیراتمی سبک با بار منفی.
- الگوهای دگرگونی شدید الگوهای برای منشاء منظومه شمسی که در آن یک واقعه غیرمحمتمل شامل یک جرم بزرگ (معمولاً برخورد با یک ستاره دیگر) منجر به جمع شدن مواد گازی شد که سرانجام آن به سیارات تبدیل گردید.
- الگوی آتشفشانی شکل‌گیری دهانه‌ها به صورت مخروط‌های بجا مانده از فورانهای گدازه‌ها.
- الگوی اتمی بوهر تصویری ساده از ساختار اتمی که در آن الکترون‌ها مدارهای تعریف شده کاملی حول هسته اتم دارند.
- الگوی انفجار بزرگ تصویری از تحول جهان که فرض می‌کند منشاء آن در یک واقعه که انفجار بزرگ نامیده می‌شود، از یک حالت داغ فشرده که به سرعت منبسط و سردتر و کم چگالتر شده، سرچشمه گرفته است.
- الگوی برافزایش-دوتایی الگویی برای منشاء ماه به طوری که ماه و زمین توسط برافزایش مواد از ابری مرکب از گاز و گرد و غبار شکل می‌گیرند.
- الگوی برخورد این ایده که دهانه‌ها توسط برخورد اجرام سخت با سطح شکل گرفته‌اند.
- الگوی برخورد غول یک سناریو برای منشاء ماه که در آن یک جسم به ابعاد مریخ به زمین جوان همراه با وزش غیرمستقیم برخورد می‌کند؛ مواد حاصل از جسم برخوردکننده و زمین قرصی اطراف زمین بوجود می‌آورند که نهایتاً ماه از این قرص برافزایش پیدا می‌کند.
- الگوی حالت پایا نظریه‌ای برای جهان بر پایه اصل کیهان شناختی کامل که در آن اساساً جهان از دید تمام ناظرها و در تمام زمانها یکسان بنظر می‌رسد.
- الگوی داخلی ستاره‌ای جدولی از مقادیر خصوصیات فیزیکی (نظیر دما، چگالی، و فشار) به صورت تابعی از موقعیت در داخل یک ستاره بازاء جرم، ترکیبات شیمیایی، و عمر مشخص محاسبه شده از ایده‌های

- نظری فیزیک پایه ستارگان.
- الگوی دنباله‌دار  
توپ برفی کثیف
- الگوی دینامو
- الگوی ستاندن
- الگوی سحابی وار
- الگوی شکافت
- الگوی علمی
- الگوی فانوس دریایی
- الگوی موج چگالی
- الیمپوس مونس
- الگویی برای دنباله‌دارها که هسته را به صورت یک جسم صلب مواد یخی فشرده ترکیب شده با قطعات ماده صخره‌ای که بهنگام نزدیکی دنباله‌دار به خورشید به گاز تبدیل می‌شود و در ضمن سر و دم را نیز بوجود می‌آورد.
- الگویی برای تولید میدان مغناطیسی یک سیاره (یا یک ستاره) توسط چرخش مرتب سیالهای هادی در هسته آن.
- الگوئی برای منشاء ماه - حدود سال ۱۹۵۵ م. ارائه شد - که بیان می‌کند ماه توسط گرانش زمین ستانده شده، سپس به طور ماریپیج به طرف زمین کشیده شده است، آنگاه جهت مدارش عوض و نهایتاً به طور ماریپیج بیرون رفته است.
- الگویی برای منشاء منظومه شمسی به طوری که یک ابر بین‌ستاره‌ای از گرد و غبار و گاز به طور گرانشی فرو می‌ریزد تا یک قرص تخت شکل بگیرد و آنگاه از آن در اثر برافزایش سیارات تشکیل می‌شوند.
- اولین الگوهای اصلی برای منشاء ماه، که پیشنهاد می‌کند زمین مذاب، جوان در حال چرخش سریع قطعه‌ای را از دست داده که این قطعه با حرکت ماریپیچی به طرف بیرون در مدار واقع و سرد می‌شود تا ماه شکل بگیرد.
- تصویری عقلانی بر پایه ایده‌های هنری، فیزیکی و ریاضی از اینکه جهان طبیعی چگونه کار می‌کند.
- برای یک تپ اختر، یک ستاره نوترونی چرخان سریع با میدان مغناطیسی قوی؛ چرخش دوره تناوب تپ را بوجود می‌آورد و میدان مغناطیسی تابش الکترومغناطیسی را تولید می‌کند.
- الگویی برای تولید ساختار ماریپیچی کهکشانه‌ها، که امواج چگالی (مشابه امواج صوتی) را در میان ماده بین ستاره‌ای بوجود آورده و شکل‌گیری ستاره‌ای را سبب می‌شود.
- یک سپر بزرگ آتشفشانی بر روی سطح مریخ در ناحیه لبه تارسیس.

امواج صوتی	امواج فشار در یک سیال.
امواج لرزه‌ای	امواج صوتی تولید شده توسط زمین لرزه‌ها که در میان و عرض زمین حرکت می‌کنند.
انتقال به قرمز گرانشی	تغییر به طول موجهای بلندتر که نشان از کاهش انرژی فوتونی دارد که از میدان گرانشی قوی‌تر به طرف میدان گرانشی ضعیف‌تر حرکت می‌کند.
انتقال تابشی	فرآیندی که توسط آن تابش الکترومغناطیسی با ماده اندرکنش می‌کند.
انتقال جرم	شارش مواد از یک ستاره به ستاره دیگر در یک سیستم دو تایی نزدیک و در لایه روج.
انتقال دوپلری	تغییر در طول موج امواج رسیده به ناظر از یک منبع به هنگام حرکت منبع و ناظر نسبت بهم در امتداد خط دید؛ طول موج براساس اینکه حرکت به طرف یا به دور از ناظر باشد، زیاد می‌شود (قرمزگرایی) یا کم می‌شود (آبی گرایی).
انتقال دوپلری نسبی	انتقال طول موج ناشی از سرعت شعاعی یک منبع که در نسبت خاص محاسبه شده است، لذا انتقال به قرمزهای بسیار بزرگ دلالت بر حرکت منبع سریعتر از نور ندارد.
انتقال قاره‌ای	الگویی که در آن قاره‌های فعلی در یک زمان اجرام بهم پیوسته‌ای بودند و با گذشت زمان تکه تکه شده و از هم دور شده‌اند.
انحناء فضا-زمان	منحنی شدن ناحیه‌ای از فضا - زمان به علت حضور ماده و انرژی.
انحناء گرانشی نور	تاثیر گرانش بر مسیر معمولاً مستقیم یک فوتون.
انرژی	توانایی انجام کار.
انرژی پتانسیل	توانایی انجام کار به علت موقعیت؛ آن قابل ذخیره است و بعداً می‌تواند به اشکال دیگر انرژی تبدیل شود.
انرژی پتانسیل گرانشی	انرژی پتانسیل مربوط به موقعیت یک جسم در یک میدان گرانشی.
انرژی تابشی	ظرفیت انجام کار که این عمل توسط امواج الکترومغناطیسی انجام می‌شود.
انرژی جنبشی	توانایی انجام کار به علت حرکت.

- انرژی کل  
انعکاس  
انفجار کننده پرتوگاما
- مجموع انرژی‌های جنبشی، پتانسیل، و داخلی.  
برگشت موج نور در فصل مشترک بین دو محیط.  
یک انفجار فشرده و آنی از پرتوهای گاما ناشی از یک منبع یا منابع سماوی که تاکنون شناخته شده نیستند.
- انقباض طول  
انقلاب تابستانی  
انقلاب زمستانی  
انقلابین
- اثر نسبیتی که به علت آن طول اجسام در حال حرکت به علت حرکت چهارچوبهای مرجع کوتاهتر بنظر می‌رسد.  
انقلابین را به بینید.  
انقلابین را به بینید.
- زمانی که در آن روز یا شب بلندترین می‌باشد؛ در نیم کره شمالی، انقلاب تابستانی (حدود ۲۱ ژوئن)، زمان بلندترین روز؛ و انقلاب زمستانی (حدود ۲۱ دسامبر)، زمان کوتاهترین روز؛ این تاریخها در نیم کره جنوبی مخالف می‌باشند.
- انکسار  
انور توسیت
- کج کردن جهت یک موج نور در فصل مشترک بین دو محیط نظیر هوا و شیشه.  
یک سنگ معدنی بازالتی که از کلسیم و سدیم همراه با سیلیکات آلومینیوم تشکیل شده است؛ جنس ارتفاعات در ماه غالباً از این سنگ معدنی می‌باشد.
- اوج  
اولین بیرون دهی  
اولین تربیع  
اولیه  
ایزوتوپ  
ایکس-۳ قنطوروس  
(X قنطوروس)
- نقطه‌ای از مدار یک ماهواره زمینی در مدارش که بیشترین فاصله را از زمین دارد.  
عمل جابجایی که مواد حاصل از سوخت هیدروژن را در خلال اولین دوره، به عنوان یک غول قرمز، به سطح ستاره بالا می‌آورد.  
فاز ماه در یک چهارم از مدارش تا ماه جدید، که به هنگام رویت از روی زمین به صورت نیم روشن دیده می‌شود.  
ستاره روشتر از دو ستاره یک سیستم دوتایی.  
اتمهایی با تعداد پروتونهای یکسان اما با نوترون متفاوت.  
یک دوتایی با جرم زیاد و منبع پرتو X در صورت فلکی قنطوروس؛ حاوی یک ستاره نوترونی با جرم کم (منبع پرتو X)

می‌باشد که حول یک ستاره غول آبی می‌گردد.

منبع پرتو X دوتایی در صورت فلکی دجاجه؛ آن احتمالاً حاوی یک سیاه چاله است که بدور یک ستاره ابرغول آبی می‌گردد. اختصار برای واحد نجومی.

ایکس دجاجه  
(X دجاجه)  
ای یو (AU)

(ب)

جریانی از ذرات باردار، اکثراً پروتون و الکترون، که با تندی‌های زیاد به داخل جو بیرونی خورشید فرار کرده و سپس به صورت جریانهایی در منظومه شمسی جاری می‌شوند. کاهش جرم از یک ستاره توسط خروج ذرات از آن، شبیه به بادخورشیدی.

باد خورشیدی  
باد ستاره‌ای

واحدی از فشار برابر با  $10^5$  P.

بار

یک شار سریع از شهابها که بنظر می‌رسد از ناحیه کوچکی از آسمان خارج می‌شود، نقطه تشعشع نامیده می‌شود.

بارش شهابی

باریک شدن تابش در مخروطی از شدت بالا در اثر شتاب و در جهت حرکت برای ذرات نسبیتی.

باریک شدگی (نسبیتی)

ذرات با اسپین  $\frac{1}{2}$  که مرکب از ۳ کوارک می‌باشند.

بار یونها

یک صخره آتشفشانی که از الیوین و فلداسپار تشکیل شده است و پوسته زیرین زمین عمدتاً از آن ساخته شده است.

بازالت

صخره‌های بازالتی پیدا شده در سطح دریا‌های قمری؛ جوانترین صخره‌ها (اخیراً شکل گرفته‌اند) در سطح ماه با عمری حدود  $3/2 \times 10^9$  سال.

بازالت‌های دریا

الحاق یک الکترون به یک یون؛ عکس یونیدگی.

باز ترکیب

قسمتی از بازوی مارپیچی در حال گردش حول مرکز کهکشان خودی و در فاصله ۳ kpc از آن؛ بنظر می‌رسد که آن در حال نزدیک شدن به ما و دور شدن از مرکز کهکشان خود می‌باشد.

بازوی انبساطی (۳kpc)

قسمتی از یک بازوی مارپیچی که در فاصله حدود ۳Kpc از خورشید و در جهت صورت فلکی برساووش قرار دارد.

بازوی برساووش

قسمتی از ساختار بازوی مارپیچی بزرگتر کهکشان خودی؛

بازوی جبار

منظومه شمسی در آن واقع است.

بازوی دجاجه  
قسمتی از یکی از بازوها در قسمت بیرونی کهکشان خودی و در فاصله حدود  $14 \text{ kpc}$  از مرکز.

بازوی کمان  
قسمتی از ساختار بازوی مارپیچی کهکشان راه شیری که در فاصله حدود  $2000 \text{ pc}$  از مرکز کهکشان و در جهت صورت فلکی کمان قرار دارد.

بازوی گونیا  
قسمتی از بازوی مارپیچی کهکشان خودی، در حدود  $4000 \text{ pc}$  از خورشید به طرف مرکز کهکشان و در جهت صورت فلکی گونیا.

بازوی مارپیچی  
ساختاری از قسمتی از طرح مارپیچی یک کهکشان، مرکب از گاز، گرد و غبار، و ستارگان جوان که از نزدیک مرکز کهکشان به بیرون بازمی‌شود.

باقی مانده ابر  
نواختری  
ابر گازی در حال انبساط از لایه‌های خارجی یک ستاره باد کرده در یک انفجار ابر نواختری؛ قابل آشکارسازی در طول موجهای رادیویی؛ در داخل محیط‌های بین ستاره‌ای با تندی زیاد حرکت می‌کند.

بخش کاسینی  
شکافی با پهنای  $2000$  کیلومتر در حلقه‌های زحل، که در سال  $1675 \text{ م}$ . توسط جیووانی کاسینی کشف شد؛ اکنون معلوم شده است که حاوی حلقه‌های کوچک بسیاری می‌باشد.

برآمدگی استوایی  
افزایش قطر، حدود  $43 \text{ km}$ ، زمین در استوا در مقایسه با قطر آن در قطبین.

برآمدگی هسته‌ای  
ناحیه مرکزی یک کهکشان مارپیچی که حاوی ستارگان جمعیت  $I$  پیر می‌باشد.

برافزایش  
برافزایش گریزان  
برخورد و چسبیدن ذرات کوچک بهم برای ساختن اجرام بزرگتر. فرآیندی که توسط آن یک خرده سیاره با سرعت فرار بزرگتر از همسایگانش که خیلی سریع رشد می‌کند، شروع به خارج شدن می‌نماید.

بردار  
کمیتی که مقدار و جهت را بیان می‌کند؛ برای مثال، نیرو و شتاب کمیات برداری هستند.



برسیاس	صخره و مواد معدنی فشرده شده در هم؛ قسمت عمومی سطح ماه.
برون کهکشانی	خارج از کهکشان راه شیری.
برین مرز	مرزی از جو زمین بین هوا سپهر و پوش کره.
بسامد	تعداد امواجی که از یک نقطه مشخص در فاصله زمانی معینی (معمولاً ۱ ثانیه) عبور می‌کنند؛ معمولاً برحسب هرتز داده می‌شود، یک دور در ثانیه.
بسامد سیکلوترونی	بسامد تابش و حرکت مارپیچی ذرات غیرنسبیتی باردار که در یک میدان مغناطیسی حرکت می‌کنند.
بعید خورشیدی	برای جسمی که به دور خورشید می‌گردد، نقطه‌ای از مدار می‌باشد که در دورترین فاصله از خورشید قرار دارد.
بوزون	یک ذره با اسپین صحیح.
بوزون هیگز	ذره‌ای که پیش‌بینی شده ولی تاکنون به صورت تجربی تحقیق نشده است؛ آن ممکن است مسئول جرم ذرات دیگر باشد و ممکن است سبب تورم کیهانی شده باشد.
بیضویت	اندازه‌ای از شکل یک مقطع مخروطی که توسط نسبت نیم محور بلند به نیم محور کوتاه داده می‌شود.
بیضی	یک منحنی مسطح ترسیم شده به طوری که مجموع فواصل نقطه‌ای از آن دو تا نقطه ثابت مقداری ثابت باشد.
بی وزنی	شرط وزن صفر به طور ظاهری، وقتی تولید می‌شود که یک جسم مجاز باشد بطور آزاد در میدان گرانشی سقوط کند؛ در نسبیت عام، بی‌وزنی دلالت بر این دارد که حرکت روی یک خط مستقیم در فضا-زمان صورت می‌گیرد.

(پ)

پاد الکترون	پاد ماده الکترون؛ اساساً الکترونی با بار مثبت.
پاد ذرات	ذرات زیراتمی که به هنگام برخورد منهدم می‌شوند و ذرات عادی نام دارند؛ مثالی از آن پوزیترون است که پاد ذره الکترون می‌باشد.
پارسک (Pc)	فاصله‌ای که یک جسم از زمین دارد به طوری که اختلاف منظر خورشید مرکزی آن ۱ ثانیه قوسی باشد؛ برابر با ۳/۲۶ سال

نوری است؛ یک کیلو پارسک برابر ۱۰۰۰ پارسک، و مگا پارسک برابر ۱۰<sup>۶</sup> پارسک می باشد.

واحد فشار در سیستم SI.

پاسکال (P)

مرز بین روز و شب در یک سیاره یا ماهواره.

پایانه

یک اصل اساسی در فیزیک که بیان می کند کل انرژی یک سیستم منزوی بدون توجه به اینکه در داخل آن چه تغییراتی صورت می گیرد، ثابت می ماند.

پایستگی انرژی

اصلی فیزیکی که بیان می کند، بدون هیچ نیروی خارجی، کل تکانه یک سیستم منزوی ثابت است.

پایستگی تکانه

اصلی که بیان می کند، بدون هیچ گشت آوری، کل تکانه زاویه ای یک سیستم منزوی ثابت است.

پایستگی تکانه زاویه ای

اصلی فیزیکی که بیان می کند، تحت شرایط خاصی، تعداد خطوط میدان مغناطیسی عبوری از یک سطح ثابت می ماند.

پایستگی شار مغناطیسی

یک میدان اسکالر که شیب آن برابر با میدان گرانشی است.

پتانسیل گرانشی

بازه سرعتها حول یک سرعت متوسط برای گروهی از اجرام، نظیر خوشه ای از ستارگان یا کهکشانشاها.

پخش سرعت

توزیع مجدد جهتها (امانه طول موجها) به هنگام اندرکنش فوتونها با بارهای آزاد غیر نسبیته.

پراکندگی تامسون

توزیع مجدد جهتهای فوتون در طول موجهای بلند به هنگام اندرکنش آنها با اتمهای مقید یا سیستمهای مولکولی.

پراکندگی رایله

اندرکنشی بین الکترونها و فوتونهای با انرژی بالا (که انرژی آنها قابل مقایسه با انرژی جرم در حال سکون الکترون یا بیشتر از آن است) که سبب می شود انرژی فوتونها مجدداً توزیع شود.

پراکندگی کامپتون

تغییر در مسیرهای فوتونها بدون جذب یا تغییر در طول موج.

پراکندگی (نور)

در ماه یا دیگر ماهوارهها، یک رگه روشن از مواد پرتابی از دهانه برخوردی.

پرتو

فوتونی با انرژی بسیار زیاد و طول موجی کوتاهتر از پرتوهای X.

پرتو گاما

تابشهای الکترومغناطیسی با انرژی بالا.

پرتوهای X

ذرات اتمی باردار در حال حرکت در فضا با انرژی‌های بسیار زیاد (ذرات با تندی‌هایی نزدیک به تندی نور حرکت می‌کنند)؛ اکثر آنها از وراء منظومه شمسی سرچشمه می‌گیرند، اما بعضی از آنها با انرژی کم در شراره‌های خورشیدی بوجود می‌آیند.	پرتوهای کیهانی
پرتوهای کیهانی کم انرژی که در شراره‌های خورشیدی تولید می‌شوند.	پرتوهای کیهانی خورشیدی
خطوطی موهومی در جهت انتشار یک موج نور.	پرتوهای نور
دستکاری رایانه‌ای تصاویر رقمی برای مشخص کردن اشکال خاصی از آنها.	پردازش تصویر
یک ذره بنیادی سنگین باردار شده مثبت؛ یکی از اجزاء اصلی هسته یک اتم.	پروتون
رشته‌ای از واکنشهای گرما هسته‌ای که در درون ستارگان رخ می‌دهند، که توسط آنها چهار هسته هیدروژن بهم جوش خورده تا هلیوم شکل گیرد؛ بر این باور هستند که این فرآیند اولین حالت تولید انرژی در خورشید می‌باشد.	زنجیره پروتون-پروتون (PP)
انعکاس انفجار نور مریخی یک ابر نواختر توسط ابرهای بین ستاره‌ای نزدیک آن.	پژواک نور
گازی مرکب از تعداد مساوی اتمهای یونیده و الکترون.	پلازما
خارجی‌ترین لایه سطحی و نازک یک سیاره؛ روی زمین، این لایه مرکب از صخره‌های بازالتی و گرافیتی می‌باشد.	پوسته
لایه‌ای از جو زمین که در آن دما با ارتفاع تغییر می‌کند. این لایه کوچک بوده و وجود ابر در آن نادر است.	پوش سپهر
گرفت یک ستاره یا سیاره توسط ماه یا یک سیاره دیگر.	پوشش
عبور ماه از جلوی یک ستاره یا سیاره.	پوشیدگی‌های قمری
بازه بسامدهائی که یک دریافت کننده رادیوئی (یا یک احساسگر الکترومغناطیسی دیگر) به طور همزمان آشکارسازی می‌کند.	پهنای باند یا میان‌گذر
اندازه‌ای از شدت خط طیفی هنگامی که به تراز پیوستار بهنجار شده باشد.	پهنای هم ارز
افزایشی در پهنای یک خط طیفی به علت حرکات داخلی	پهن‌شدگی دوپلری

اتفاقی آنها و مولکولها در منبع نشر کننده.

پیش ستاره ماده در حال فروریزش گاز و گرد و غباری که از آن یک ستاره

متولد می شود (هنگامی که واکنشهای گرما هسته ای شروع می شود)

و انرژی آن از انقباض گرانشی سرچشمه می گیرد.

پیش سیاره جرم زیادی که توسط برافزایش خرده سیارات شکل

می گیرند؛ مرحله نهایی شکل گیری سیارات از سحابی خورشیدی.

پیش کهکشانها ابرهایی با جرم کافی که قرار است به طور گرانشی با فروریزش

به کهکشانها تبدیل شوند.

پیکسل کوچکترین عنصر تصویر در یک آشکارساز دو بعدی.

### (ت)

تابش معمولاً به امواج الکترومغناطیسی نظیر نور، رادیویی،

فروسرخ، پرتوهای X، فرابنفش اطلاق می شود؛ هم چنین گاهی

اوقات به ذرات اتمی با انرژی زیاد نظیر الکترونها (تابش بتا)،

هسته های هلیوم (تابش آلفا)، و غیره نسبت می دهند.

تابش الکترومغناطیسی یک موج الکتریکی و مغناطیسی خود انتشار، نظیر نور،

رادیویی، فرابنفش، یا فرسرخ؛ تمام انواع آن با تندی یکسان

حرکت می کنند و می توانند توسط طول موج یا بسامد از هم

تفکیک شوند.

تابش ترمزی تابش الکترومغناطیسی تولید شده توسط الکترونی که به هنگام

نزدیک شدن به هسته یک اتم آهسته می شود.

تابش ریزموجی کیهانی تابش با طیف جسم سیاه در دمای حدود  $2.7\text{K}$  و پخش شده در

جسم سیاه جهان.

تابش ریز موجی جسم سیاه تابش بجا مانده از انفجار بزرگ؛ دارای طیف جسم سیاهی است با

کیهانی در سه درجه دمای فعلی حدود  $3\text{K}$ .

تابش زمینه میکروموجی یک حمام جهانی از فوتونهای کم انرژی که دارای طیف

جسم سیاهی در دمای حدود  $2.7\text{K}$  می باشد.

تابش سنج یک آشکارساز تابش فرسرخ که معمولاً یک چیپ کوچک از

ماده نیمه رسانا و سرد شده تا چند درجه کلوین می باشد؛ جذب

- تابش فروسرخ سبب می شود مقاومت آن تغییر کند، در نتیجه این تغییر می تواند در یک مدار الکترونیکی اندازه گیری شود.
- تابش الکترومغناطیسی تولید شده توسط ذرات غیرنسبیتی باردارکه در یک میدان مغناطیسی حرکت می کنند.
- انرژی منتشره که توسط یک طیف جسم سیاه مشخص نمی شود؛ معمولاً به آن تابش همزمانی اطلاق می شود.
- تابش الکترومغناطیسی به علت گرم بودن یک جسم و قرار داشتن آن در تعادل دینامیکی حرارتی؛ اغلب توسط طیف یک جسم سیاه مشخص می شود.
- تابش ذره باردار شتابدار (معمولاً یک الکترون) در یک میدان مغناطیسی؛ طول موج تابش منتشره به شدت میدان مغناطیسی و انرژی ذرات باردار بستگی دارد.
- تعداد ستارگان در ناحیه ای از کهکشان خودی به صورت تابعی از تابندگی آنها.
- تابع تابندگی (کهکشانها) تعداد کهکشانها در واحد حجم به صورت تابعی از تابندگی آنها.
- تابع توزیع آهنگ کلی انرژی تابشی در تمام طول موجها که از یک جسم سماوی خارج می شود؛ تابندگی خورشید حدود  $4 \times 10^{26} W$  است.
- تابندگی ادینگتون بازاء جرم یک جسم، تابندگی که فشار تابشی لازم روی ذرات محیط اطراف تولید می کند تا از کشیدن آنها به داخل توسط گرانش جلوگیری نماید.
- تابندگی تابش سنجی کل انرژی خروجی یک جسم نجومی در تمام طول موجها و در یک ثانیه.
- تابندگی مریخی یک جسم سماوی که در بخش مریخی طیف الکترومغناطیسی با پهنای عبور صافی  $V$  اندازه گیری شده است.
- تاج خارجی ترین ناحیه جو خورشید و مرکب از گازهای رقیق یونیده دردمای حدود  $10^6 K$ .

پوسته‌ای از هیدروژن گازی در اطراف زمین، که از فرار جوی هیدروژن تولیدی توسط تجزیه آب حاصل می‌شود.	تاج هیدروژنی
فواصل زمانی متوالی برحسب روز از اول ژانویه ۴۷۱۳ سال قبل از میلاد مسیح در ظهر گرینویچ.	تاریخ ژولینی (JD)
تاریکی ظاهری خورشید در امتداد لبه‌اش که علت آن اثر عمق نوری می‌باشد.	تاریک شدن لبه
(به این نام هم شناخته می‌شود تانسور تنش - انرژی - تکانه) تانسوری که انرژی، باضافه انرژی جرم در حال سکون، را در نظریه نسبیت توصیف می‌کند.	تانسور انرژی-تکانه
ساختاری ریاضی که هندسه فضا - زمان را توصیف می‌کند. یکی از سه نسل لپتونها (همراه با نسلهای الکترون و میئون). نامی که به هر تپ اختر با دوره تناوب چند میلی ثانیه داده می‌شود. یک منبع رادیویی که علائم را به صورت انفجارات بسیار کوتاه و منظم منتشر می‌کند؛ این گونه درک شده است که آن یک ستاره نوترونی چرخان با میدان مغناطیسی بالائی می‌باشد.	تانسور متریک تاو
انفجارات تولید انرژی از فرآیند $\alpha$ در پوسته یک ستاره غول قرمز. نتیجه شده از آزمایش یا مشاهده.	تپ‌های گرمایی تجربی
فن آوری‌های تداخل سنجی که در آن از ردیفی از آنتن‌های رادیویی برای دستیابی به خصوصیت قدرت‌های تفکیک بالاتر برای فاصله‌های پهن‌تر مورد استفاده قرار می‌گیرند.	تجزیه شکاف
فرآیندی که اتم به تراز انرژی بالاتر می‌رود.	تحریک
اعمال نیرو بر الکترون یک اتم در اثر برخورد تا به تراز انرژی بالاتر برود.	تحریک برخوردی
بالا آمدن الکترون یک اتم به تراز انرژی بیشتر با جذب یک فوتون. تداخل سنج رادیویی را به بینید.	تحریک فوتونی تداخل سنج
رادیو تلسکوپی که توسط ترکیب علائم از حداقل دو آنتن جدای دور از هم به قدرت تفکیک زاویه‌ای بالا دست می‌یابد. یکی از حالات کوانتایی ممکن اتم با مقدار انرژی مشخص.	تداخل سنج رادیویی تراز انرژی

تربیع	هنگامی که یک سیاره یا ماه در موقع مشاهده از روی زمین دارای فاصله زاویه‌ای $90^\circ$ با خورشید باشد.
ترکیب	ماده‌ای مرکب از اتمهای دو یا چند عنصر که توسط نیروهای شیمیائی به یکدیگر وابسته شده‌اند.
تریتون	بزرگترین قمر نپتون؛ آن دارای جو رقیقی است.
تسلا	در سیستم SI، اندازه واحد شار مغناطیسی.
تصویر	پرتوهای جمع آوری شده در کانون یک عدسی یا یک آئینه در همان ترتیب نسبی که در جسم واقعی می‌باشند.
تعادل	حالت یک سیستم فیزیکی که در آن هیچ تغییر کلی وجود ندارد.
تعادل ترمودینامیکی	حالت فیزیکی یک سیستم که در آن تغییر خالصی از انرژی حرارتی وجود ندارد.
تعادل گرمایی	حالت پایا که در غیاب تغییرات دمای بزرگ مقیاس مشخص می‌شود.
تعادل هیدرواستاتیک	تعادل مشخص شده در غیاب حرکات جرم وقتی که فشار با گرانش برابر باشند.
تعديل زمان	اختلاف بین زمان خورشیدی متوسط و زمان خورشیدی ظاهری.
تفرق	پراکنندگی نور توسط لبه یک جسم.
تقویم	جدولی که موقعیت اجرام سماوی در اوقات مختلف را ارائه می‌دهد.
تکانه	حاصلضرب جرم در سرعت یک جسم.
تکانه خطی	کمیت پایسته جرم ضربدر سرعت.
تکانه زاویه‌ای	ثمایل اجسام به علت لختی‌شان برای اینکه به چرخش یا گردش ادامه دهند.
تکانه زاویه‌ای چرخشی	تکانه زاویه‌ای یک جسم چرخان؛ حاصلضرب توزیع جرم جسم در سرعت و شعاع چرخش.
تکانه زاویه‌ای مداری	تکانه زاویه‌ای یک جسم گردان، حاصلضرب جرم جسم، سرعت مداری، و فاصله از مرکز جرم سیستم.
تک قطبی مغناطیسی	ذره پیش‌بینی شده توسط نظریه وحدت نیروها که فقط یک

نوع قطب مغناطیسی دارا می باشد.

تکینگی  
یک نقطه نظری با حجم صفر و چگالی بینهایت که هر جرم متعلقه به آن یک سیاه چاله می شود و بر اساس نظریه نسبیت عام بایستی فروریزش نماید.

تلاشی بتا  
یک فرآیند تلاشی رادیواکتیو که در آن یک نوترون به یک پروتون، یک الکترون و یک نوترینو تجزیه می شود.

تلاشی بتای معکوس  
فرآیندی که در آن الکترونها و پروتونها به سمت هم تحت فشار قرار می گیرند تا نوترون و نوترینو شکل بگیرند؛ فرآیند معکوس تلاشی نوترون.

تلاشی رادیواکتیو  
تلسکوپ انعکاسی  
فرآیندی که توسط آن یک عنصر به عناصر سبکتر شکسته می شود. تلسکوپی که یک آینه منحنی یکنواخت به عنوان جمع کننده نور اولیه دارا می باشد.

تلسکوپ انکساری  
تلسکوپ فرورسرخ  
تلسکوپی که از عدسی ها برای جمع کردن نور استفاده می کند. تلسکوپ تنظیم شده برای استفاده در بخش فرورسرخ طیف که بایک آشکارساز فرورسرخ تطبیق داده شده است.

تمایل دایرة البروج  
تناقض البر  
زاویه بین استوای زمین و دایرة البروج؛ اکنون حدود  $26^{\circ} 23'$ . بیان اینکه اگر تعداد نامحدودی ستاره در فضای نامحدود به طور یکنواخت توزیع شوند، در مقایسه واضح با آن چه مشاهده می شود، آسمان شب به روشنی سطح یک ستاره خواهد بود.

تندی  
تندی زاویه ای  
آهنگ تغییر موقعیت نسبت به زمان. آهنگ تغییر موقعیت زاویه ای یک جسم سماوی که در آسمان مشاهده می شود.

تندی فرار  
تندی ای که یک جسم بایستی به آن برسد تا از گرانش جسم دیگری بگریزد و هرگز به آن برنگردد.

تندی گرمایی  
تن (متریکی)  
تندی متوسط ناشی از حرکات اتفاقی ذرات یک گاز. یک هزار کیلوگرم.

توان جمع آوری نور  
شیشی (LGP) آن اندازه گیری می شود.  
توانایی یک تلسکوپ برای جمع آوری نور که توسط سطح



توانایی یک تلسکوپ برای افزایش ابعاد زاویه‌ای ظاهری یک جسم سماوی.	توان درشت‌نمایی
وسیله‌ای نوری که برای تجزیه یک باریکه نور به طیف‌ها بکار می‌رود.	توری تفرق
قسمت بزرگی از فضا که خالی از کهکشانهای مریخی است.	تهی جا (تهی جای کیهانی)
بزرگترین قمر زحل و اولین قمری که وجود جو در آن آشکارسازی شده است.	تیتان

(ث)

عددی که فشار و دما، یا انرژی جنبشی و دما را در یک گاز بهم مربوط می‌کند؛ ثابت گاز بازاء هر مولکول.	ثابت بولتزمن
عددی که انرژی و بسامد نور را بهم مربوط می‌کند؛ آن دارای مقدار $6.63 \times 10^{-34}$ Js می‌باشد.	ثابت پلانک
عددی مربوط به فواصل ترازهای انرژی در اتم هیدروژن.	ثابت ریدبرگ
ثابت تناسبی که سرعت و فاصله را در قانون هابل بهم مربوط می‌کند؛ مقدار آن اکنون حدود $75 \text{ km/s.Mpc}$ است که با انبساط جهان نسبت به زمان تغییر می‌کند.	ثابت هابل
در معادلات اورت که چرخش جزئی کهکشانی توصیف می‌شود، اعدادی مربوط به فاصله خورشید از مرکز کهکشان خودی و تغییر در تندی زاویه‌ای به صورت تابعی از شعاع؛ مقدار فعلی $15 \text{ km/s/kpc}$ است.	ثابت‌های اورت
ستاره کم سوتر از دو ستاره یک سیستم دوتایی.	ثانویه
$\frac{1}{3600}$ یک درجه، یا $\frac{1}{60}$ یک دقیقه قوسی.	ثانیه قوسی

(ج)

انتقال انرژی توسط جریانهای متحرک یک سیال.	جابجایی
واحد چگالی شار در نجوم رادیویی؛ ۱ جانسکی برابر $10^{-26}$ وات بر متر مربع بر هرتز می‌باشد.	جانسکی (JY)

- جت نسیتی یک باریکه از ذرات که با تندی‌هایی نزدیک به تندی نور حرکت می‌کنند.
- جت‌های اختر فیزیکی مواد موازی شده (معمولاً الکترون‌ها و یونها) ناشی از خروج از اجرام اختر فیزیکی، نظیر هسته‌های فعال کهکشانی.
- جدائی زاویه‌ای فاصله زاویه‌ای مشاهده شده بین دو جسم سماوی که بر حسب درجه، دقیقه و ثانیه اندازه زاویه‌ای سنجیده می‌شود.
- جذب کاهش شدت (یا شار) تابش نور همان طور که از یک محیط عبور می‌کند.
- جذب کننده بزرگ ابر خوشه بزرگی که تصور می‌شود علت اولیه حرکات ابرخوشه محلی نسبت به تابش زمینه میکرو موجی باشد.
- جرقه زنی هلیوم انفجار سریع تولید انرژی که توسط آن یک ستاره سوختن هلیوم را از طریق فرآیند  $\alpha$  در هسته تبهگن یک ستاره غول قرمز کم جرم پایه گذاری می‌کند.
- جرم اندازه‌ای از مقاومت جسم در مقابل تغییر در حرکتش (جرم لختی)؛ اندازه‌ای از شدت نیروی گرانشی که جسم می‌تواند تولید کند (جرم گرانشی).
- جرم ادینگتون بازا تابندگی یک جسم، جرمی که گرانش لازم را تولید می‌کند تا برفشار تابشی روی مواد اطراف غلبه کرده و اجازه یابند به داخل سقوط کنند.
- جرم جینز جرم موجود در طول جینز؛ کمینه جرم یک اغتشاش که یک گاز باید داشته باشد تا توسط خود گرانش رشد کند.
- جرم خورشیدی مقدار جرم خورشید، حدود  $2 \times 10^3 \text{ kg}$ .
- جرم گرانشی جرم یک جسم که توسط نیروی گرانشی وارد بر جسم دیگر، تعیین می‌شود.
- جرم گم شده مقدار جرم شناخته نشده تاکنون که لازم است تا جهان بسته باشد؛ ماده تاریک را به بینید.
- جرم لختی جرم تعیین شده در اثر اعمال نیروی معلوم (نه گرانش) و اندازه گیری شتاب حاصل از آن.

طول مسیر از میان جو زمین، به عنوان سکانت زاویه سمت الراسی تعریف می‌شود.	جرم هوا
توزیع یکنواختی از شهاب سنگ‌ها در امتداد مداری حول خورشید. شارش‌های همدوسی عرضی با تندی‌های زیاد در جو بالایی زمین یا در سیاره‌ای دیگر.	جریان شهابی جریانهای جت
یک منبع فرورسرخ‌ی وابسته به سحابی جبار؛ احتمالاً یک ستاره بسیار جوان و سنگین.	جسم بکلین - نوگبور آر (B-N)
یک (به طور فرضی) تابش کننده کامل نور که تمام تابش فرودی روی خود را جذب و مجدداً منتشر می‌نماید؛ شار آن صرفاً به دمایش بستگی دارد و توسط قانون پلانک تعریف می‌شود.	جسم سیاه
در طیف‌های اختر و شهابی با انتقال به قرمز بالا، خطوط جذبی بافاصله کم از هم، اساساً لیمن آلفا، مربوط به ابرهای هیدروژنی در امتداد خط دید.	جنگل لیمن آلفا
یک پوشش گازی که سیاره را احاطه کرده است، یا یک لایه مرئی از یک ستاره؛ هم چنین واحد فشار (به صورت اختصاری atm) که برابر با فشار هوا در سطح دریا و در سطح زمین می‌باشد.	جو
جوش هسته‌ای را به بینید.	جوش
فرآیندی که انرژی را از ماده توسط الحاق هسته‌های سبکتر عناصر برای ساختن هسته‌های سنگینتر آزاد می‌کند؛ جمع جرم حاصل از اجرام اولیه کمتر است و اختلاف آنها به صورت انرژی ظاهر می‌شود.	جوش هسته‌ای
کلیت تمام فضا و زمان؛ تمام آن چه هست، بوده، و خواهد بود. یک رشته از وقایع در فضا - زمان.	جهان جهان خط
منطق اساسی سیستم‌های مختصات سماوی که جهان مرکب از دو کره هم مرکز زمین و کره سماوی می‌باشد.	جهان دو کره‌ای
فرضی که، با شواهدی تایید شده است، بیان می‌کند قوانین فیزیک بکار رفته به طور محلی در سراسر جهان و حتی برای کل جهان بکار می‌رود.	جهان شمولی قوانین فیزیک

جهان فیزیکی	قسمتهایی از جهان که می توانند مستقیماً دیده شوند به علاوه آن قسمتهایی که می توانند از قوانین فیزیک تبعیت نمایند.
جهان مریی	قسمتهایی از جهان که توسط نور منتشر شده از آنها، می توانند آشکار سازی شوند.
جی.یو.تی	نظریه های وحدت بزرگ را به بینید.

## (چ)

چارون	قمر پلوتو با قطر حدود ۱۲۰۰ کیلومتر.
چرخش	چرخیدن یک جسم نظیر یک سیاره حول محورش.
چرخش برگشتی	چرخش از شرق به غرب.
چرخش جزئی	تمایل یک جسم کروی سیال که در استوا از قطبین سریعتر بچرخد.
چرخش فاراده	چرخش صفحه پلاریدگی تابش همزمانی همان طور که از میان نواحی میدانهای مغناطیسی و الکترونیهای آزاد عبور می کند.
چرخش همزمانی	تساوی چرخش و گردش یک ماهواره به طوری که همواره یک سوی آن به طرف سیاره مادر واقع باشد.
چرخه CNO	چرخه کربن - ازت - اکسیژن را به بینید.
چرخه کربن - ازت	یک رشته از اندرکنشهای گرما هسته ای که در هسته یک ستاره صورت می گیرد، که کربن، ازت، و اکسیژن در جوش هیدروژن به هلیوم کمک می کنند؛ این عمل یک فرآیند ثانویه تولید انرژی در خورشید است، اما در ستارگان رشته اصلی با جرم زیاد فرآیند اصلی می باشد.
چرخه لکه خورشیدی	چرخه عددی ۱۱ ساله و چرخه قطبیدگی مغناطیسی ۲۲ ساله شکل گیری لکه های خورشیدی.
چشمک زدن	سوسو زدن را به بینید.
چشمی	یک عدسی درشت کننده که معمولاً برای دیدن تصویر تولید شده توسط عدسی اصلی گردآورنده نور در یک تلسکوپ بکار می رود.
چگالی	مقدار ماده بر حجم در یک جسم یا ناحیه ای از فضا.
چگالی بحرانی	در کیهان شناسی، چگالی که گذر از جهان باز به بسته را

مشخص می‌کند؛ چگالی که گرانش لازم را برای توقف انبساط در زمان بینهایت تهیه می‌کند.

تعداد ذرات در واحد حجم.

هر سیستم مختصات بدون شتاب در نسبیت خاص.

مجموعه‌ای از مختصات که توسط آنها ممکن است موقعیت و حرکت مشخص شود.

چگالی عددی

چهارچوب لخت

چهارچوب مرجع

### (ح)

نقطه‌ای در فضا - زمان چهار بعدی.

حاصلضرب دو بردار که نتیجه آن برداری است که جهتش عمود بر دو بردار اولیه می‌باشد.

پائین‌ترین تراز انرژی یک اتم.

توصیف کوانتومی ترتیب الکترونها در یک اتم؛ حالات کوانتومی مجاز طوری پر می‌شوند که کمترین تراز انرژی‌ها در اولویت می‌باشند.

حادثه

حاصلضرب برداری

حالت پایه

حالت کوانتومی

حد چاندرااسکار

پیشینه مقدار جرم یک ستاره کوتوله سفید، حدود  $1.4M_{\odot}$ ؛ این مقدار منجر به بیشترین چگالی و کوچکترین شعاع یک ستاره می‌شود که از گاز تبهگن الکترونی تشکیل شده است؛ بیشتر از این مقدار، ستاره به طور گرانشی فروریزش می‌کند.

کمینه فاصله از مرکز یک سیاره که یک قمر می‌تواند آن را بدون اینکه در اثر نیروهای جزر و مدی تکه تکه شود، دور بزند.

حرکت ساختارهای بزرگ مقیاس نظیر گروه‌های کهکشانی، خوشه‌ها، یا ابر خوشه‌ها.

حد روچ

حرکات توده‌ای

حرکت برگشتی

حرکت به سمت غرب غیر عادی ظاهری یک سیاره نسبت به ستارگان، که نزدیک به زمان مقابله (برای یک سیاره بیرونی) یا مقارنه داخلی (برای یک سیاره داخلی) رخ می‌دهد.

چرخش محور بلند مدار عطارد با آهنگ ۴۳ ثانیه قوسی در قرن نسبت به ستارگان.

حرکت تقدیمی مدار عطارد

حرکت آرام رو به غرب نقاط اعتدال در آسمان نسبت به

حرکت تقدیمی اعتدالین

ستارگان منطقه البروج به علت تلو تلو خوردن محور زمین.	حرکت روزانه
حرکت روزانه یک جسم سماوی در طول یک روز نجومی.	حرکت زوری
هر حرکت تحت تاثیر یک نیروی خالص.	حرکت طبیعی
حرکت بدون نیروها.	حرکت فوق تابان
حرکتی که به طور ظاهری تندتر از تندی نور است.	حرکت کیلری
حرکت مداری که از قوانین کپلر تبعیت می کند.	حرکت ویژه
جابجایی زاویه ای یک ستاره در آسمان در اثر حرکت آن در فضا.	حضيض
نقطه ای در مدار یک ماهواره زمینی که کمترین فاصله را تا زمین دارد.	حفره های تاج
نواحی تاج خورشید که فاقد تجمع پلاسما با دمای بالا می باشد؛ از اینجا خطوط میدان مغناطیسی به فضای بین سیاره ای گسترده می شود و در ضمن منشاء باد خورشیدی را مشخص می کند.	حوضچه ها
نواحی پست کم عمق وسیع در پوسته سیارات خاکی که از برخورد های سیارکی یا زمین ساخت های صفحه ای بوجود آمده باشند.	

## (خ)

یک وسیله هندسی باستانی که برای شناسایی حرکت سیاره ای غیر یکنواخت بکار می رفت؛ نقطه ای خارج از مرکز حرکت دایره ای.	خارج از مرکز
ذرات ریز تولید شده توسط بمباران سطح ماه با سنگ های آسمانی که با قطعات بزرگتر صخره، خاک قمری را تشکیل می دهند.	خاک قمری
کم شدن نور به هنگام عبور آن از بعضی از محیط ها، نظیر جو زمین یا مواد بین ستاره ای، در اثر پراکندگی و جذب.	خاموشی
کاهش نور به علت عبور از میان جو و در اثر جذب و پراکندگی.	خاموشی جوی
در جهانی با هندسه بسته، جهان در یک تکینگی با تمام می رسد.	خرد شدن بزرگ
اجرامی با ابعاد سیارکها، در شکل گیری منظومه شمسی، که با هم ترکیب شده تا پیش سیارات شکل بگیرند.	خرده سیارات
نسبت فاصله کانونی یک بیضی به نیم محور بلند آن.	خروج از مرکز
اولین خط از رشته بالمر، مجموعه ای از گذارها در اتم هیدروژن	خط $H_{\alpha}$
بین دو مین تراز انرژی و ترازهای دیگر با انرژی بیشتر؛ آن در	

قسمت قرمز طیف مرئی قرار دارد.	خط باز ترکیبی
خط نشری یک الکترون بدنبال فرآیند باز ترکیب.	خط ۲۱ سانتی متری
خط نشری به طول موج $21/11\text{cm}$ مربوط به گاز هیدروژن خنثی؛ این خط توسط اتمهایی که جهت اسپین الکترون و پروتون از موازی به مختلف الجهت تغییر می کند، تولید می شود.	خط طیفی
طول موج خاصی از نور مربوط به گذار انرژی در یک اتم.	خط لیمن آلفا
اولین خط رشته لیمن.	خط ممنوعه
خط نشری یک اتم که با گذاری با احتمال وقوع کم تولید می شود.	خط نشری باز ترکیبی
قله های انرژی تیز در امواج رادیویی ناشی از گذارهای انرژی کم در اتمها از تراز با انرژی زیاد به تراز نزدیک دیگری به دنبال باز ترکیب یک الکترون با یک یون.	خط نور ستاره ای
کو تا بهترین فاصله بین دو نقطه در هر هندسه؛ هم چنین ژئودزی نامیده می شود.	خطوط D
یک جفت خطوط تاریک در ناحیه زرد طیف که توسط سدیم تولید می شود.	خطوط جذبی (تاریک)
حذف رنگها از طیف پیوستار به علت جذب آنها توسط اتمها.	خطوط فرانهوفر
نامی که بر خطوط جذبی یک ستاره، به ویژه خورشید، نهاده شده است.	خطوط میدان مغناطیسی
نمایشی نموداری از میدان مغناطیسی که جهت، و توسط درجه فشردگی، شدت آن را نشان می دهد.	خطوط نشری (روشن)
نور طول موجهای مشخص یا رنگهای منتشره توسط اتمها؛ قله های تیز انرژی در یک طیف که از گذارهای رو به پائین الکترون از یک حالت کوانتائی مجزا به حالت مجزای دیگر نتیجه می شود.	خطوط H و K
قوی ترین خطوط $\text{Ca}^+$ ، در $393/4$ و $396/8\text{nm}$ ، در ناحیه مرئی.	خورشید مرکزی
مرکز روی خورشید واقع است.	خوشه باز
همان خوشه کهکشانی.	خوشه دوزنقه ای
خوشه ای از ستارگان سنگین جوان و واقع در سحابی جبار.	خوشه کروی
گروهی حدود $10^6 - 10^5$ ستاره جمعیت II (تقریباً به	

جرم خورشید) که به طور گرانشی مقید هستند، آن به طور متقارن شکل گرفته است، در حاله کهکشانی راه شیری پیدا می شود.

خوشه کهکشانی (باز) گروه کوچکی، حدود ۱۰ تا چند صد، از ستارگان جمعیت I مقیدگرانشی که نزدیک یا در صفحه کهکشانی راه شیری پیدا می شوند.

خوشه منظم (کهکشانیها) خوشه‌ای از کهکشانیها با تقارنی معین و یک هسته کاملاً مشخص.

## (د)

دانه لکه‌های روشن با عمر کوتاه (۱۰-۳ دقیقه) که به صورت یک بافت نسبتاً برجسته در شید سپهر خورشیدی ظاهر می شود.

دانه‌های هسته - گوشته ذرات گرد و غبار بین ستاره‌ای با هسته‌های مواد فشرده (نظیر سیلیکاتها) که یک گوشته یخی از مواد (نظیر آب) آن را احاطه کرده است.

دایره ران یک وسیله هندسی باستانی که عادت بر این بود حرکت ظاهری به طرف شرق سیارات را نشان دهد؛ یک دایره بزرگ که معمولاً مرکز زمین بوده و حول یک دایره مسیر حرکت یک سیاره جابجایی شود.

دایره عظیمه کوتاه‌ترین فاصله بین دو نقطه روی یک کره.

دایره عمودی هر دایره عظیمه عبوری از سمت الراس و روی کره سماوی.

دایره مسیر حرکت دایره‌ای کوچک که مرکز آن روی دایره بزرگتری (دایره ران) قرار دارد و توسط ستاره‌شناسان باستانی، نظیر بطلمیوس، برای تشخیص حرکت برگشتی به سوی غرب و دیگر حرکات غیر عادی سیارات بکار گرفته می شد.

دایرة البروج از روی زمین، مسیر سالانه ظاهری خورشید بر روی کره سماوی نسبت به ستارگان؛ هم چنین، صفحه مدار زمین.

دسته بندی هابل دسته بندی هابل از کهکشانیها توسط شکل آنها (مارپیچی، بیضوی، نامنظم).

دقیقه قوسی  $\frac{1}{60}$  درجه.

دما اندازه‌ای از تندی‌های اتفاقی متوسط ذرات میکروسکوپی در یک ماده.



<p>دما سپهر</p> <p>دمای آستانه</p> <p>دمای تعادلی</p> <p>دمای رنگ</p> <p>دمای فرار</p> <p>دمای موثر</p> <p>دم گازی</p> <p>دم گرد و غباری</p> <p>دم یونی</p> <p>دنباله دارها</p> <p>دنباله دار هالی</p> <p>دنباله دارهای بادوره</p> <p>دنباله دارهایی با دوره تناوب بلند</p> <p>دنباله دارهای با دوره تناوب کوتاه</p>	<p>لایه‌ای در بالای میان سپهر از جو زمین که توسط پرتوهای X و تابش فرابنفش خورشید گرم می‌شود.</p> <p>دمایی که در آن فوتونها انرژی کافی برای خلق یک نوع ذره و پیدایش ذره را دارا می‌باشند.</p> <p>دمای نهائی یک جسم هنگامی که همان انرژی جذب کرده در ثانیه‌ها در یک ثانیه نشر کند.</p> <p>دمای نتیجه شده از رنگ؛ معمولاً با انطباق یک تابع پلانک برطیف پیوستار ستاره در دو طول موج نتیجه می‌شود.</p> <p>دمایی که ذرات در جو لازم دارند تا به فضا با تندی فرار، فرار کنند.</p> <p>دمای یک جسم اگر آن یک جسم سیاه به همان ابعاد بوده و همان مقدار تابندگی تابش نماید.</p> <p>قسمتی از دم یک دنباله‌دار که مرکب از یونها و مولکولها می‌باشد؛ آن در اثر اندرکنش با باد خورشیدی شکل می‌گیرد.</p> <p>قسمتی از دم یک دنباله‌دار که شامل ذرات گرد و غبار است و توسط فشار تابشی بدور از خورشید رانده می‌شود.</p> <p>قسمت یونیده دم یک دنباله‌دار.</p> <p>اجسام با جرم کم که معمولاً در مدارهای کاملاً بیضی شکل حول خورشید می‌گردند و در یک الگوی توپ برفی کثیف، مرکبند از ذرات جامد کوچک مواد صخره‌ای فرو رفته در گازهای منجمد.</p> <p>دنباله‌داری متناوب (دوره تناوب مداری حدود ۷۶ سال) که مدار آن برای اولین بار توسط ادموندهالی و بر اساس قوانین نیوتون تعیین شد؛ دارای هسته‌ای کوچک (با حدود قطر ۱۰ کیلومتر)، تاریک و شکل غیرعادی، و جت‌هایی از گاز و گرد و غبار می‌باشد.</p> <p>دنباله‌دارهایی با دوره تناوب مداری بیش از ۲۰۰ سال.</p> <p>دنباله‌دارهایی با دوره تناوب مداری کمتر از ۲۰۰ سال، که احتمالاً از مدارهای با دوره تناوب بزرگتر توسط یک برخورد کننده با سیاره اصلی، جذب شده‌اند.</p>
--	--

- دنباله دارهای متناوب دنباله دارهایی که مدارهای بیضی وار نسبتاً کوچکی با دوره تناوب کمتر از ۲۰۰ سال حول خورشید دارند.
- دنباله شهابی مسیر مریخی یک شهاب در جو که در اثر یونیدگی هوا و تبخیر شهاب وار بوجود آمده است.
- دوتایی پرتو X یک سیستم دوتایی ستاره‌ای که پرتو X منتشر می‌کند، اغلب به صورت انفجارها.
- دوتایی تماسی یک سیستم دوتایی که دو ستاره آن توسط دو حد روچ خود در تماس هستند یا دارای یک پوش مشترک می‌باشند.
- دوتایی طیفی دو ستاره گردان حول مرکز جرم مشترک که می‌توانند توسط تغییرات متناوب انتقال دوپلری خطوط طیفی شان مشخص شوند.
- دوتایی مریخی دو ستاره که حول مرکز جرم مشترکشان می‌گردند و هر دوی آنها در یک تلسکوپ دیده می‌شوند. بنابراین مدارهای آن‌ها می‌تواند ترسیم شود.
- دوتایی نجومی سنجی یک سیستم ستاره دوتایی که هم دم غیرمرئی آن سبب تغییرات تناوبی در موقعیت ستاره روشتر می‌شود.
- دوترون هسته ایزوتوپهای سنگین هیدروژن که شامل یک پروتون و یک نوترون است.
- دوره تابش در الگوی انفجار بزرگ، زمانی در تاریخ جهان که تابش عامل غالب انرژی بود.
- دوره تناوب فاصله زمانی برای رخداد واقعه‌ای منظم؛ برای مثال، زمان لازم برای یک دور کامل یک جسم حول جسم دیگر.
- دوره تناوب قمری فاصله بین صف مشابه متوالی از یک جسم سماوی با خورشید، برای مثال، بین مقابله‌ها.
- دوره تناوب مداری فاصله زمانی برای تکمیل یک مدار بسته.
- دوره تناوب نجومی فاصله زمانی لازم برای یک جسم سماوی تا گردش خود را حول جسم دیگر نسبت به ستارگان زمینه کامل کند.
- دوره ذره سبک در الگوی انفجار بزرگ داغ، فاصله زمانی  $1/10000$  تا ۴ ثانیه

اولیه که پرتوهای گاما می توانستند برخورد کنند تا ذرات کم جرم نظیر الکترونها را بسازند.	
در الگوی انفجار بزرگ داغ، تا زمان ۰/۰۰۱ ثانیه اولیه، دوره ای است که پرتوهای گاما با یکدیگر برخورد کردند تا ذرات با جرم زیاد نظیر پروتون را بسازند.	دوره ذره سنگین
دوره ذره سبک را به بینید.	دوره لپتون
در الگوی انفجار بزرگ، فاصله زمانی از حدود ۱ میلیون سال بعد از انفجار بزرگ تا حال، که ماده در جهان غالب می باشد.	دوره ماده
فرآیندی که توسط آن جابجایی نتایج سوخت هلیوم را برای دومین بار به سطح یک ستاره سنگین می آورد تا یک غول قرمز بشود.	دومین بیرون کشیدن
یک فرورفتگی دایره ای با هر اندازه، که معمولاً توسط برخورد یک جسم جامد یا بوسیله فوران سطحی بوجود می آید.	دهانه
غیر آرام بودن جو زمین که سبب تار شدن تصویرهای تلسکوپی می شود.	دید
کوچکترین قمر از دو قمر مریخ؛ آن دارای سطح تاریک و دهانه داری می باشد.	دیموس

(ذ)

هسته هلیوم که در تلاشی عناصر سنگین منتشر می شود.	ذره آلفا
یک الکترون یا پاد الکترون که از تلاشی رادیواکتیو یک هسته منتشر می شود.	ذره بتا

(ر)

رابطه بین تابندگی یک کهکشان و پهنای خط نشری ۲۱ سانتی متری آن.	رابطه تولی-فیشر
رابطه ای تجربی، برای ستارگان رشته اصلی، بین جرم و تابندگی ستاره، که تقریباً متناسب با توان سوم جرم است.	رابطه جرم - تابندگی
برای متغیرهای قیقاووسی، رابطه ای بین تابندگی متوسط و دوره تناوبی که در طول آن تابندگی تغییر می کند؛ هر چه تابندگی	رابطه دوره تناوب - تابندگی

- بزرگتر، دوره تناوب بیشتر.
- ارتباط بین تابندگی یک کهکشان با توان چهارم پراکندگی  
رابطه فابر-جکسون
- سرعت داخلی آن.
- واحد اندازه گیری زاویه ای؛ یک رادیان برابر  $57/3^\circ$  است؛  $2\pi$   
رادیان (rad)
- رادیان برابر  $360^\circ$  می باشد.
- تلسکوپ طراحی شده برای جمع آوری و آشکار سازی  
رادیو تلسکوپ
- نشرهای رادیویی از اجرام سماوی.
- نواری از نور که آسمان را دور می زند و از آمیختن نور  
راه شیری
- ستارگان بسیاری که در نزدیک صفحه کهکشان خودی قرار دارند،  
نتیجه می شود؛ هم چنین گاهی اوقات عادت بر این است به
- کهکشان خودی، کهکشانی که خورشید به آن تعلق دارد، اشاره شود.
- روی نمودار دما - تابندگی، مسیر شناخته شده از نقاطی  
رد پای تحولی
- که چگونگی تغییرات دما و تابندگی یک ستاره با زمان را نشان  
می دهد.
- دسته بندی ستارگانی که دمای سطحی یکسان دارند اما  
رده تابندگی
- ابعاد متفاوت آنها سبب تابندگی های گوناگون می شود؛ بر اساس  
پهنای خطوط تاریک در یک طیف ستاره ای که ستارگان غول  
خطوط باریکتر از ستارگان کوتوله دارا می باشند.
- انتخاب نوع یک ستاره بر مبنای شدت های نسبی خطوط  
رده طیفی (یادسته)
- طیفی مختلف.
- اجرامی که به طور معمول در بازوهای مارپیچی پیدا می شوند  
ردیاب های مارپیچی
- و بنابراین برای ردیابی ساختار مارپیچی بکار می روند؛ برای  
مثال، قیفاووسی های جمعیت I، نواحی HII، و ستارگان OB.
- یک تداخل سنج رادیویی واقع در نیومکزیکو؛ آن حاوی ۲۷  
ردیف بسیار
- آنتن (VLA) می باشد که در یک طرح Y شکل پخش شده است.
- یک تداخل سنج رادیویی که آنتنهای آن در سراسر ایالات  
ردیف خط پایه بسیار
- متحد (VLBA) پخش شده است؛ پردازش و مرکز هدایت آن در  
بزرگ
- نیومکزیکو می باشد.

- رشته اصلی رشته اصلی ستارگان در نمودار H-R؛ این ستارگان هیدروژن را در هسته‌هایشان توسط فرآیند پروتون - پروتون یا چرخه کربن - ازت - اکسیژن به هلیوم تبدیل می‌کنند؛ این دوره طولانی‌ترین مرحله زندگی فعال یک ستاره می‌باشد.
- رشته بالمر مجموعه گذارهای الکترونها در یک اتم هیدروژن بین دومین تراز انرژی و ترازهای بالاتر؛ هم چنین مجموعه خطوط جذبی و نشری مربوط به این گذارها که در ناحیه مرئی طیف قرار دارند، که اولین آنها خط  $H_{\alpha}$  می‌باشد.
- رشته تجمع شیمیائی رشته اندرکنشهای شیمیایی و تجمع جامدات که در یک گاز باچگالی کم همان طور که در فشار و دمای معینی سرد می‌شود، رخ می‌دهد.
- رشته طیفی یک دسته بندی برای ستارگان بر مبنای شدت خطوط طیفی مختلف آنها؛ رشته از داغترین تا سردترین به صورت M-K-G-F-A-B-O می‌باشد.
- رشته لیمن تمام گذارها بدور از کمترین تراز انرژی در اتم هیدروژن؛ آنها تغییرانرژی زیادی دارند که به طول موجهای قسمت فرابنفش طیف مربوط می‌شوند؛ هم‌چنین، خطوط جذبی یا نشری مربوط به این گذارها.
- رصدخانه اینشتن ماهواره HEAO-B که قادر به ثبت پرتوهای X می‌باشد.
- رگولیت لایه بالایی خاک مانند ماه یا هر جسم سیاره‌ای دیگر.
- رنگین سپهر قسمتی از جو خورشید درست در بالای شید سپهر؛ داغتر و بسیارکم چگالترا از شید سپهر؛ طیف فروزان قابل رویت در خلال گرفت را بوجود می‌آورد.
- روز خورشیدی فاصله زمانی ظهر تا ظهر.
- روز نجومی دوره تناوب چرخشی زمین نسبت به ستارگان؛ یک روز نجومی  $23^h 56^m 4^s =$
- روش خوشه متحرک روشی برای پیدا کردن فاصله تا خوشه‌ای از ستارگان با تعیین سرعتهای شعاعی و نقطه همگرایی حرکت ویژه آنها.

روشنایی یک جمله دوپهلوی، که معمولاً به معنی انرژی دریافتی یا منتشره در واحد سطح توسط یک جسم - شار آن - می‌باشد، اما گاهی اوقات برای تابندگی یک جسم نیز بکار می‌رود.

## (ز)

زاویه بعد (RA) در مختصات استوایی، زاویه حول استوای سماوی که از محل تقاطع دایرة البروج و استوای سماوی در اعتدال بهاری اندازه‌گیری می‌شود.

زاویه تمایل مداری زاویه بین صفحه مدار یک جسم و یک صفحه مرجع، در مورد یک سیاره در منظومه شمسی، صفحه مرجع مدار زمین است؛ در مورد یک ماهواره، مرجع معمولاً صفحه استوایی سیاره می‌باشد؛ برای یک ستاره دوگانه، آن صفحه عمود بر خط دید است.

زاویه چرخش حول کهکشان خودی زاویه بین جهت یک بازوی مارپیچی و جهت حرکت دایره‌ای

زاویه ساعتی طول زمان سپری شده از لحظه‌ای که یک جسم سماوی نصف‌النهار محلی را قطع کرده است.

زاویه سمتی زاویه حول افق برای یک جسم سماوی، که شمال در آن نقطه صفر می‌باشد.

زاویه میل مختصات شمال - جنوب روی کره سماوی، شبیه به عرض جغرافیائی، که از استوای سماوی اندازه‌گیری می‌شود.

زبانها ابرهای سرد گاز هیدروژن در بالای شیدسپهر خورشید در تاج؛ آنها توسط میدان‌های مغناطیسی نواحی فعال محلی شکل می‌گیرند.

زدا. ای. ام. اس اختصار برای عمر صفر رشته اصلی (zero-age main sequence) (ZAMS)

زمان اندازه‌ای از جریان وقایع.

زمان جهانی (UT) اندازه‌ای از زمان که به زمان خورشیدی ظاهری مربوط می‌شود و پایه‌ای است برای حفظ زمان شهری؛ با زمان نجومی ارتباط دارد.

زمان خورشیدی ظاهری زمان اندازه‌گیری شده بر پایه حرکت روزانه واقعی خورشید.

در خوشه‌ای از کهکشانها، اندازه خوشه با سرعت متوسط	زمان عبور
اتفاقی کهکشانها مقایسه می‌شود تا اندازه‌ای را بدست دهد که چه مدت طول می‌کشد یک کهکشان عرض خوشه را طی کند.	
زمانی که یک ابر تحت تاثیر شرایط سقوط آزاد (بدون فشار داخلی) به طور گرانشی فروریزش می‌کند؛ تنها تابعی از چگالی اولیه ابر.	زمان فروریزش سقوط آزاد
زمان خورشیدی ظاهری یا زمان خورشیدی متوسط در مکانی خاص.	زمان محلی
زمان لازم برای اینکه مولفه‌های یک سیستم مدارهایشان را به مقدار موثری تغییر دهند.	زمان واهلش
فاصله زمانی اندازه‌گیری شده توسط یک ساعت در یک چهارچوب ساکن.	زمان ویژه
به طور عددی، عکس ثابت هابل است؛ آن، از نظر مقداری، عمر جهان را نشان می‌دهد.	زمان هابل
یک فلات بزرگ بلند در نیم کره شمالی زهره، که در شرق به سپرآشفشانی ماکسوئل مونتنز محدود می‌شود.	زمین اشترار
یک ناحیه مرتفع وسیع بر روی زهره.	زمین افرویدیت
الگویی برای تحول سطح زمین که اندرکنش صفحات پوسته‌ای رانده شده توسط جریانهای جابجایی در گوشته رابه تصویر می‌کشد.	زمین ساخت‌های صفحه‌ای
مرکز روی زمین واقع است.	زمین مرکزی
زنجیره پروتون - پروتون را به بینید.	زنجیره PP
گروه کوچکی از حدود ۱۰ ستاره O و B، با عرض حدود چند ده پارسک، در یک اجتماع OB.	زیر گروه OB
مسیر طبیعی یک جسم در فضا - زمان در نواحی فضا - زمان نزدیک به اجرام انحناءدار بنظر می‌رسد.	ژئودزی
واحدی فیزیکی برای کار و انرژی.	ژول
(س)	
تابع موجود در متریک رابرتسون - واکر که انبساط جهان را توصیف می‌کند.	سازه مقیاس
مدت زمانی که زمین خورشید را یک دور می‌زند؛ مقدار دقیق آن	سال

به نقطه مرجع وابسته است.	سال برجی
فاصله زمانی برای زمین تا خورشید را نسبت به اعتدالین دور بزند.	سال نجومی
دوره تناوب مداری زمین حول خورشید نسبت به ستارگان.	سال نوری (Ly)
فاصله‌ای که نور در یک سال طی می‌کند، حدود	
$9.5 \times 10^{12}$ کیلومتر.	
ناحیه مرکزی تاریک یک لکه خورشیدی.	سایه
آتشفشان بزرگی با شیب ملایم که توسط خروج آرام مواد گدازه	سپر آتشفشانی
شکل می‌گیرد.	
ستارگانی در کهکشان راه شیری با سرعتهایی بیش از	ستارگان با سرعت بالا
$60 \text{ km/s}$ نسبت به خورشید؛ آنها دارای مدارهایی با خروج از مرکز	
زیادمی باشند، اغلب زوایای بزرگی نسبت به صفحه کهکشان دارند.	
ستارگان با مدارهای نزدیک به دایره در صفحه کهکشان خودی؛	ستارگان با سرعت کم
آنها با سرعت کمتر از $60 \text{ km/s}$ نسبت به خورشید حرکت می‌کنند.	
ستارگان موجود در قرص یک کهکشان مارپیچی، بویژه در بازوهای	ستارگان جمعیت I
مارپیچی، بانضمام ستارگان بسیار روشن، داغ، و جوان، با	
فراوانی عناصر سنگین مشابه خورشید (حدود ۲٪ کل)؛ یک	
جمعیت I پیر در هسته کهکشانیهای مارپیچی و کهکشانیهای بیضوی	
پیدا شده است.	
ستارگان موجود در خوشه‌های کروی و در هاله یک	ستارگان جمعیت II
کهکشان؛ ممکن است پیرتر از هر یک از ستارگان جمعیت I بوده و	
حاوی فراوانی عناصر سنگین کمتری باشند.	
ستارگان جوان جمعیت I دسته‌ای از ستارگان پیدا شده در قرص یک کهکشان مارپیچی،	ستارگان جوان جمعیت I
به‌ویژه در بازوهای مارپیچی؛ آنها دارای فراوانی فلزی مشابه خورشید	
هستند و جوانترین ستارگان در کهکشان خودی می‌باشند.	
برای ناظری در شمال استوا، این ستارگان به طور مداوم بالای	ستارگان حول قطبی
افق شمالی هستند و هرگز غروب نمی‌کنند؛ برای ناظر جنوبی،	
این ستارگان هرگز زیر افق جنوبی قرار نمی‌گیرند.	
دو ستاره که توسط گرانش بهم مقید شده و حول مرکز جرم	ستارگان دوتایی



مشتراکشان می گردند.	ستارگان W سنبله
ستارگان متغیر تپنده؛ قیقاووسی های جمعیت II.	ستارگان RR شلیاق
دسته ای از ستارگان متغیر، تپنده، و غول با دوره تناوب کمتر از یکروز؛ آنها اجسام جمعیت II هستند و به طور معمول در خوشه های کروی یافت می شوند.	ستارگان ضعیف از فلز
ستارگان با فراوانی فلزی بسیار کمتر از خورشید.	ستارگان غنی از فلز
ستارگان با فراوانی فلزی شبیه خورشید (۱-۲ درصد جرم کل).	ستارگان T گاو
ستارگان جدیداً شکل گرفته به جرم حدود $1M_{\odot}$ ؛ معمولاً همراه با ابرهای تاریک می باشند؛ بعضی از آنها شواهدی از شراره ها ولکه های ستاره ای نشان می دهند.	ستاره پیش رشته اصلی (PMS)
فاز تحولی یک ستاره درست قبل از رسیدن به رشته اصلی و سوختن هیدروژن در هسته.	ستاره تبهگن
ستاره متشکل از ماده تبهگن.	ستاره در حالت تپیدن
ستاره ای با ساختار داخلی ناپایدار که سبب می شود انبساط و انقباض پیدا کند.	ستاره شراره ای
یک ستاره کوتوله بارده طیفی M که شراره ها را به نمایش می گذارد و معمولاً از خورشید بسیار انرژی دارتر است.	ستاره صبحگاهی
زهره یا عطارد که در آسمان قبل از سپیده دم آسمان مری می باشند.	ستاره قطبی
ستاره قطب شمال فعلی؛ خارجی ترین ستاره دسته خرس کوچک.	ستاره کوتوله
ستاره ای با نور خروجی و ابعاد نسبتاً کم؛ یک ستاره رشته اصلی بارده تابندگی V.	ستاره متغیر
هر ستاره ای که تابندگی آن در طول زمانی کوتاه تغییر کند.	ستاره نوترونی
ستاره ای با چگالی فوق العاده زیاد و ابعاد کم که مرکب از یک گاز نوترونی تبهگن می باشد؛ نمی تواند جرمی بیش از $3M_{\odot}$ داشته باشد.	ستاره UV نهنگ
یک ستاره شراره ای.	ستاره ولف - رایت
یک نوع ستاره نادر بسیار داغ ( $50000k-20000k$ ) که خطوط نشری (WR) در طیف دارد؛ بعضی از آنها ستارگان	

مرکزی سحابی های سیاره نما هستند.

ستاره ای در هاله کهکشان.

ستاره هاله

نام لاتین برای ابر؛ یک ابر بین ستاره ای گاز و گرد و غباری.

سحابی

ابری روشن از گاز و گرد و غبار که به علت انعکاس نور

سحابی انعکاسی

ستاره ای توسط گرد و غبار مرئی می باشد.

یک ابر گازی یونیده عمدتاً هیدروژنی با طیف خط نشری.

سحابی پخشی (روشن)

ابر داغی از گاز یونیده که یک ناحیه نزدیک از شکل گیری

سحابی جبار (M42)

ستاره ای جدید می باشد و در ناحیه شمشیر صورت فلکی جبار

واقع است.

باقی مانده یک ابر نواختر واقع در صورت فلکی گاونر، که

سحابی خرچنگ (M1)

توسط انفجار ابر نواختری تولید شده و در سال ۱۰۵۴ م. از

روی زمین مرئی بود؛ یک تپ اختر در سحابی جبه ستاره

نوترونی حاصل از ستاره انفجاری را مشخص می کند.

قرص گاز و گرد و غباری در اطراف خورشید جوان، که از آن سیارات

سحابی خورشیدی

شکل گرفتند.

سحابی پراکنده را به بینید.

سحابی روشن

پوسته ضخیم پرتاب شده از ستاره بسیار داغ و در حال حرکت

سحابی سیاره نما

به بیرون؛ اینگونه درک شده است که لایه های بیرونی یک ستاره

غول قرمز می باشد و به فضا پرتاب شده است، هسته آن سرانجام

یک کوتوله سفید خواهد شد.

یک ابر گرد و غباری پخشی با دمایی حدود  $70\text{K}$  نزدیک به

سحابی کلی من - لو

سحابی جبار که در طول موجهای فروسرخ دور نشری قوی دارد.

جمله ای قدیمی، اکنون کنار گذاشته شده است، برای یک

سحابی مارپیچی

کهکشان مارپیچی همان طور که در یک تلسکوپ به طور مرئی

ظاهر شده است.

سحابی پخشی را به بینید؛ یک ابر داغ از گاز هیدروژن که در

سحابی نشری

طیف مرئی آن غلبه با خطوط نشری می باشد.

اولین سیارک مشاهده شده که توسط پدرگوسپ پتاتزی در

سرس

سال ۱۸۰۱ م. کشف شد.

- سرعت  
سرعت دایره‌ای  
سرعت شعاعی  
سرعت عرضی  
سرعت فضایی  
سرعت  
سقوط آزاد  
سقوط شهاب سنگی  
سلولهای هادلی  
سمت الراس  
سمت القدم  
خوشه کهکشانهای  
سنبله  
سنتزهای هسته‌ای  
ستاره‌ای  
سنتز هسته‌ای  
سنتز هسته‌ای کیهانی  
سنگ خارا  
سنگ شیب دار  
سوختن هلیوم  
سوختن هیدروژن
- آهنگ و جهتی که جابجایی را در خلال یک فاصله زمانی می‌پوشاند.  
تسندی‌ای که یک جسم بایستی داشته باشد تا حرکت دایره‌ای یکنواخت حول یک جسم دارای گرانش را حفظ کند.  
مولفه سرعت نسبی که در امتداد خط دید واقع است.  
مولفه‌ای از سرعت جسم که عمود بر خط دید می‌باشد.  
سرعت کل یک جسم در فضا، مرکب از مولفه‌های شعاعی و عرضی سرعت.  
فروریزش گرانشی تحت شرایط عدم وجود مقاومت فشار داخلی که ناشی از برخورد‌های بین ذرات می‌باشد.  
شهاب سنگ دیده شده در آسمان که روی زمین پیدا می‌شود.  
نواحی بزرگ از شاره جابجایی در جو زمین.  
درست نقطه واقع در بالای سرنواظر روی کره سماوی که به فاصله زاویه‌ای  $90^\circ$  از افق می‌باشد.  
نقطه مقابل سمت الراس بر روی کره سماوی.  
نزدیکترین خوشه کهکشانهای؛ بنظر می‌رسد که آن در راستای صورت فلکی سنبله باشد.  
فرآیندی که توسط آن جوش هسته‌ای هسته‌های سنگینتر را می‌سازد و در ضمن انرژی برای درخشش ستارگان را نیز تامین می‌نماید.  
زنجیره فرآیندهای جوش گرما هسته‌ای که توسط آن هیدروژن به هلیوم، هلیوم به کربن، و الی آخر تبدیل می‌شوند.  
تولید سبکترین هسته‌ها در خلال ۱۰۰ ثانیه اول انفجار بزرگ.  
نوعی از صخره که نواحی قاره‌ای پوسته زمین را تشکیل می‌دهد.  
یک دیوار طویل و قائم در امتداد یک صفحه مسطح.  
جوش هلیوم به کربن توسط فرآیند  $3\alpha$ .  
هر اندرکنش جوش که هیدروژن (پروتون) را به عناصر سنگینتر تبدیل کند.

سوسوزن	تغییرات سریع روشنی یک ستاره که به علت آشفتگی در جو زمین بوجود می آید؛ دید را به بیند.
سهمی	تصویری هندسی که شکل مدار سرعت فرار را توصیف می کند.
سیارات خاکی	سیارات مشابه با زمین در ترکیبات و ابعاد؛ عطارد، زهره، مریخ، و ماه
سیارات مشتری گون	سیاراتی با خصوصیات فیزیکی مشابه مشتری؛ جرم و شعاع زیاد، چگالی کم، قسمتی از داخل مایع.
(سیاره کوچک)	یکی از چند هزار عضو بسیار کوچک منظومه شمسی که دور خورشید می گردد و عموماً بین مدار مریخ و مشتری قرار دارد.
سیارکهای نوع C	سیارکهای تاریک با ضریب بازگشت کم (حدود ۰/۰۴) که درصد زیادی کربن دارند؛ احتمالاً از همان مواد شهابسنگهای کندریت کربنی ساخته شده اند.
سیارکهای نوع M	سیارکهایی با ضریب بازگشت ۱۰٪ و خصوصیات انعکاسی نمایانگر فلزات.
سیارکهای نوع S	سیارکهایی که ضریب بازگشت آنها دلالت بر این دارد که سطح از سیلیکاتها ساخته شده است.
سیاره	از کلمه یونانی برای سرگردان گرفته شده است؛ هر یک از ۹ (تا آنجایی که شناخته شده اند) جسم بزرگ که حول خورشید می گردند؛ به طور سنتی، هر جسم سنگینی که نسبت به ستارگان در حرکت است (با این بیان، خورشید و ماه نیز سیاره در نظر گرفته می شوند).
سیاره داخلی	سیاراتی که مدارشان در داخل مدار زمین واقع است.
سیاره شناسی	مطالعه مقایسه ای بین سیارات و چگونه آنها تحول پیدا کرده اند.
سیاره علیا	هر سیاره که مدارش خارج مدار زمین باشد.
سیاه چاله	یک ناحیه از فضا-زمان که جرم به چنان درجه ای فروریزش کرده باشد که تندی فرار از سطح آن از تندی نور بیشتر باشد، بنابراین نور توسط میدان گرانشی فشرده آن بدام افتاده است.
سیاه چاله فوق سنگین	سیاهچاله ای به جرم $10^6 M_{\odot}$ یا بیشتر، احتمالاً تسوان کهکشانه ای فعال و اختروشها را تامین می کند.

سیخ‌ها  
سیروس فرورسخی  
نیزک‌های گاز داغ که از شیدسپهر به داخل رنگین سپهر بالا می‌آیند. باریکه‌هایی از گرد و غبار بین ستاره‌ای، نشر کننده تابش فرورسخی، که شبیه ابرهای سیروس در تصاویر تولید شده از آسمان توسط ماهواره نجوم فرورسخی، می‌باشند.

سیستم بطلمیوس  
سیستم دوتایی گرفتی  
الگوی سیستم خورشیدی زمین مرکزی کامل، که توسط بطلمیوس ستاره شناس یونانی در المجسطی توصیف شده است. دو ستاره که حول مرکز جرم مشترکشان می‌گردند، مدارهای آنها در امتداد خط دید قرار گرفته، لذا هر ستاره به طور متناوب از مقابل ستاره دیگر عبور می‌کند.

سیستم قدیمی  
یک سیستم شمارش بنا نهاده شده بر پایه عدد ۶۰، نظیر هر ساعت ۶۰ دقیقه، یا هر درجه قوسی ۶۰ دقیقه.

سیلیکات  
ترکیبی از سیلیکان و اکسیژن با دیگر عناصر، در صخره‌های روی سطح زمین بسیار معمولی هستند.

### (ش)

شاخه افقی  
قسمتی از نمودار هرتزپرونگ - راسل که به ستارگان جمعیت II کم جرم بعد از مرحله غول قرمز می‌رسد که به طور نمونه در خوشه کروی پیدا می‌شوند؛ این شاخه از ستارگان زرد تا قرمز را که همگی تابندگی یکسانی دارند شامل می‌شود (حدود ۱۰۰ برابر خورشید).

شار  
شار مرئی  
مقدار انرژی عبوری از سطح مشخص و در زمان معین. شار یک جسم سماوی که در بخش مرئی طیف الکترومغناطیسی اندازه‌گیری شده است، به خصوص توسط یک صافی با پهنای V.

شار مغناطیسی  
شار هابل  
شاره‌های خروجی  
دوقطبی  
تعداد خطوط میدان مغناطیسی عبوری از یک سطح. حرکت یکنواخت کهکشانها ناشی از انبساط جهان. شاره‌های خروجی گاز با تندی زیاد در جهت‌های مخالف از یک جسم ستاره‌ای جوان؛ احتمالاً نتیجه یک قرص برافزایشی مغناطیده در اطراف جسم می‌باشد.

آهنگ تغییر سرعت نسبت به زمان.	شتاب
یک شتاب پیچشی ناشی از خصوصیت نالخت چهارچوب مرجع.	شتاب کوریولیس
شتاب یک جسم به طرف مرکز در یک مسیر دایره‌ای.	شتاب مرکزگرا
مقدار انرژی بازا و واحد حجم که در یک زاویه حجمی معین، در یک بازه بسامد معین و واحد زمان منتشر می‌شود.	شدت
یک انفجار ناگهانی انرژی در رنگین سپهر و تاج یک ستاره.	شراره
شراره خورشیدی را به بینید.	
انفجار ناگهانی انرژی الکترومغناطیسی و ذرات از یک حلقه مغناطیسی در یک ناحیه فعال.	شراره خورشیدی
ابعاد آستانه‌ای که یک جسم باید به آن برسد تا به اندازه کافی برای به تله انداختن نور توسط گرانش اش فشرده باشد، یعنی، تا یک سیاه چاله شود.	شعاع شوارتز شیلد
نشر نور مرئی حاصل از اتمها و مولکولهای جوی که توسط برخورد های الکترونها ی مغناطیس سپهر تحریک شده‌اند.	شفق قطبی
شکافت هسته‌ای را به بینید.	شکافت
فرآیندی که انرژی را از ماده آزاد می‌کند؛ در آن، یک هسته سنگین در اثر برخورد با یک ذره با انرژی بالا به و یا چند هسته سبکتر تبدیل می‌شود که جمع جرم آنها کمتر از جرم اصلی می‌باشد، در اینجا جرم گم شده به انرژی تبدیل می‌شود.	شکافت هسته‌ای
الگویی برای تولید بازوهای مارپیچی توسط حرکات اتفاقی ستارهها در یک ابر مولکولی، انفجار ابر نواختری اینکار را سبب شده است، که سپس توسط چرخش جزئی کهکشانی به داخل طرح مارپیچی کشیده می‌شوند.	شکل‌گیری تصادفی ستاره‌ای
روشی برای اندازه‌گیری گستردگی کهکشان راه شیری که اولین بار توسط ویلیام هرشل بکار رفت، در آن فرض شده است جهت‌هایی در فضا که ستارگان بیشتری پیدا شده‌اند (در ناحیه بخصوصی) نواحی گسترده‌تر کهکشان خودی می‌باشند.	شمارش ستاره‌ای
یک جسم نجومی با تابندگی معلوم که برای تخمین فواصل	شمع استاندارد

تا کهکشانشانها بکار می‌رود.	
رگه روشن نور ناشی از ورود ذره جامد (شهاب سنگ) از فضا به جو زمین که در اثر اصطکاک با ذرات جوی گرم می‌شود؛ گاهی اوقات آن را یک ستاره سقوط کننده می‌نامند.	شهاب
یک جسم جامد از فضا که در عبور از میان جو زمین نجات می‌یابد و به سطح زمین سقوط می‌کند.	شهاب سنگ
نوعی شهاب سنگ که از مواد سیلیکاتی سبک ساخته شده است.	شهاب سنگ سنگی
یک نمونه شهاب سنگ که ترکیبی از مواد نیکل - آهن و سیلیکات دارد.	شهاب سنگ سنگی - آهنی
شهاب سنگهای بسیار کوچک (قطری حدود $\frac{1}{10}$ میکرون) که قبل از رسیدن به زمین سرد و جامد می‌شوند.	شهاب سنگ‌های کوچک
یکی از سه نوع اصلی شهاب سنگها، که عمدتاً از ۹۰٪ آهن و ۹٪ نیکل و رگه‌ای از دیگر عناصر ساخته شده است.	شهاب سنگهای آهنی
شهابی که به طور اتفاقی رخ می‌دهد و بنابراین به یک بارش وابسته نیست.	شهاب منفرد
یک جسم جامد بسیار کوچک در حال حرکت در فضا در مداری حول خورشید.	شهاب وار
عدسی یا آئینه اصلی گردآوری نور در یک تلسکوپ.	شیئی
تابع برداری یک میدان اسکالر که آهنگ تغییر بیشینه را توصیف می‌کند.	شیب
تغییر در دما با زاء تغییر واحد فاصله.	شیب دما
آهنگ تغییر فشار در یک امتداد.	شیب فشار
سطح مریخی خورشید؛ ناحیه‌ای از جو خورشید که نور مریخی به فضا فرار می‌کند.	شید سپهر

(ص)

وسیله‌ای حاوی یک آشکارساز که برای باریک کردن نوار عبور بکار می‌رود.	صافی
صخره شکل گرفته از گدازه مذاب سرد شده.	صخره آذرین

صورت فلکی ترتیبی ظاهری از ستارگان روی کره سماوی که معمولاً به نام خدایان باستانی، قهرمانان، حیوانات، یا شخصیت‌های افسانه‌ای می‌باشند؛ اکنون ناحیه‌ای از آسمان که گروهی از ستارگان را شامل می‌شود.

## (ض)

ضرب عددی حاصلضرب دو بردار که نتیجه آن یک اسکالر می‌شود.  
ضربه کمانی مرز یک مغناطیس سپهر جایی که باد خورشیدی منحرف شده است.  
ضریب بازگشت اندازه‌ای از قدرت انعکاسی یک جسم؛ نسبت نور انعکاسی به فرودی برای یک سطح جامد، که برای انعکاس کامل ضریب بازگشت ۱ می‌باشد.

ضریب رنگ اختلاف بین قدرهای یک جسم که در دو طول موج مختلف اندازه‌گیری شده باشند؛ اندازه‌ای از رنگ و بنابراین دمای یک ستاره.

## (ط)

طرح بزرگ ماریپچی‌ها کهکشانه‌ای ماریپچی که ساختار بازوی ماریپچی کاملاً تعریف شده‌ای دارند.

طول جینز ابعاد کمینه یک اغتشاش که یک گاز باید داشته باشد تا انقباض گرانشی در آن نتیجه شود؛ آن به فشار، دما، و چگالی محیط بستگی دارد.

طول عمر متوسط زمانی که طول می‌کشد تا تعداد اتمهای یک ماده رادیواکتیو با سازه  $e$  کاهش یابد.

طول کانونی فاصله از یک عدسی (یا آینه) تا نقطه‌ای (بنام کانون) که نور یک جسم دور را جمع می‌کند.

طول کهکشانی فاصله زاویه‌ای در امتداد استوای سماوی از نقطه صفر در جهت مرکز کهکشانشان.

طول موج فاصله بین دو قله یا دو فرورفتگی متوالی یک موج.

طول ویژه طول یک جسم که در چهارچوب ساکن اندازه‌گیری شده است.

طیف ردیف رنگها یا طول موجهای حاصل از نور به هنگام تجزیه



شدن آن توسط یک منشور؛ مقدار انرژی خارج شده از یک جسم در هر طول موج.

طیف الکترومغناطیسی

پهنه تمام طول موجهای تابش الکترومغناطیسی.

طیف پیوستار

طیفی که نشر را در تمام طول موجها نشان می دهد و توسط

خطوط جذبی و نشری بریده بریده نشده است.

طیف جرقه ای

طیفی که درست قبل از تکمیل گرفت خورشیدی به صورت

طیف نشری رنگین سپهری ظاهر شده و جایگزین طیف جذبی

معمولی می شود.

طیف جسم سیاه

طیف پیوستار منتشره توسط یک جسم سیاه؛ شار آن در هر طول

موج توسط قانون پلانک داده می شود.

طیف خط تاریک

طیف خط جذبی را به بینید.

طیف خط جذبی

خطوط تاریک قرار گرفته بر روی یک طیف پیوستار.

طیف خط روشن

طیف خط نشری را به بینید.

طیف خط نشری

طیفی شامل فقط خطوط نشری.

طیف نما

وسیله ای برای تجزیه طیفها؛ هم چنین یک طیف سنج یا

طیف نگار اگر طیف ثبت یا اندازه گیری شود.

طیف نمایی

تجزیه و تحلیل نور با جدا کردن آن به طول موجها (رنگها).

### (ظ)

ظهر

نیم روز؛ زمان وسط بین طلوع و غروب خورشید هنگامی

که خورشید به بالاترین نقطه خود در آسمان نسبت به افق می رسد.

### (ع)

عدد کوانتومی

در نظریه کوانتم، یکی از چهار عدد خاص که ساختار انرژی و

حالت کوانتایی اتم را تعیین می کند.

عدد ماخ

نسبت تندی یک جسم در یک محیط به تندی صوت در همان محیط.

عدسی

یک قطعه شیشه منحنی شکل طراحی شده برای اینکه پرتوهای نور

را به کانون بیاورد.

عدسی گرانشی

اثر یک جرم بزرگ بر خم شدن پرتوهای نور به طوری که

آنها تصویری از منبع نور تشکیل دهند.

فاصله زاویه‌ای تا شمال یا جنوب استوای سماوی.  
۱۲ قسمت زاویه‌ای مساوی  $30^\circ$  که دایره البروج به آن تقسیم شده است؛ هر قسمت مربوط به یک صورت فلکی منطقه البروجی می‌باشد.

عرض کهکشانی  
علائم منطقه البروج

موقعیت یک پیش ستاره روی نمودار HR به محض اینکه اکثر انرژی خود را از واکنشهای گرما هسته‌ای عوض انقباض گراتشی بدست می‌آورد.

عمر صفر رشته  
اصلی (ZAMS)

فرآیندی که عمر یک جسم را توسط آهنگ تلاشی عناصر رادیواکتیو درون آن تعیین می‌کند.

عمریابی رادیوسنجی

اندازه‌ای برای مقدار جذب که با عبور تابش الکترومغناطیسی از یک محیط رخ می‌دهد؛ برای عمق نوری ۱، باریکه تابش با ضریب  $\frac{1}{e}$  رقیق می‌شود.

عمق نوری

ماده‌ای که از اتمهای با خصوصیات شیمیایی یکسان ساخته شده است و به طور شیمیایی نمی‌تواند به مواد ساده‌تر تجزیه شود.

عنصر

مناظری با تعدادی دهانه که دلالت بر قدمت و تحول نیافتگی آن دارد.

عوارض دهانه‌دار

### (غ)

یک ستاره سرد بزرگ با تابندگی زیاد و دمای سطحی کم (حدود  $25000K$ )، که به طور گسترده‌ای خصوصیت جابجایی داشته و واکنشهای جوش در پوسته‌های آن صورت می‌گیرد.

غول قرمز

یک وسیله هندسی باستانی که توسط بطلمیوس برای توجیه تغییرات حرکت سیاره‌ای اختراع شد؛ اساساً یک خروج از مرکز است به طوری که مرکز دایره مرکز حرکت یکنواخت نیست.

غیر مرکز

### (ف)

چرخه ماهانه تغییرات ظاهر ماه همان طور که از زمین دیده می‌شود؛ در حالت جدید ماه با خورشید در یک امتداد است و

فازهای ماه

لذا مریبی نیست؛ در حالت کامل ماه با خورشید در مقابله می باشد  
ولذا یک سطح کاملاً روشنی را می بینیم.

در کیهان شناسی، پیشینه فاصله‌ای که نور می تواند در دوره‌ای از  
جهان طی کند.

فاصله افق

فاصله زاویه‌ای ظاهر بین دو جسم در آسمان.

فاصله زاویه‌ای

در ککهکشان خودی، فاصله تا یک جسم که از انتقال دوپلری و  
جهت و منحنی چرخش ککهکشان بدست می آید.

فاصله سینماتیکی

شباهت چند بعدی در فضا-زمان برای وتر یک مثلث قائم الزاویه-  
یک ناوردایی تحت تبدیلات مختصات.

فاصله فضا-زمان

شکل‌گیری عناصر سنگین توسط افزایش آرام نوترون به  
هسته بدنبال تلاشی بتا.

فرآیند آهسته (فرآیند S)

شکل‌گیری عناصر سنگین توسط افزایش سریع نوترون یک  
هسته در اثر تلاشی بتا.

فرآیند سریع (فرآیند R)

سنتزهای هسته‌ای با شار زیادی از نوترونها، که هسته‌ها نوترونها  
راسریعتر از تلاشی بتا جذب می‌کنند.

فرآیند R (فرآیند سریع)

فرآیندی که توسط آن ذرات در هوا سپهر با تندی بیشتر از تندی  
فرارو برخوردی غیر بازدارنده، سطح سیاره را ترک می‌کنند.

فرار جوی

موادی نظیر هلیوم یا متان که در دماهای کم تبخیر می‌شوند.

فرارها

تعداد نسبی اتمها یا ایزوتوپها در یک جسم یا یک ساختار.

فراوانی

در نجوم، درصد تمام عناصر بااستثنای هیدروژن و هلیوم.

فراوانی فلزی

ذره‌ای با اسپین  $\frac{1}{2}$ .

فرمیون

انقباض بدون مانع یک جرم در اثر گرانش خود.

فروریزش گرانشی

نیرو در واحد سطح.

فشار

فشار اعمال شده توسط فوتونها در اثر انتقال تکانه به ماده.

فشار تابشی

نیروی اعمال شده توسط ماده فشرده و چگالی که عمدتاً  
به چگونگی چگال بودن ماده و اندکی به دمای آن وابسته می‌باشد.

فشار گاز تبهگن

رشد ذرات کوچک در اثر چسبیدن اتمها و مولکولها به یکدیگر.

فشرده شدن

یک ناحیه سه بعدی که اجسام در آن حرکت می‌کنند و وقایع در

فضا

آن‌رخ می‌دهند و دارای جهت و موقعیت نسبی می‌باشد.	
جهانی چهار بعدی با فضا و زمان متحد شده؛ یک سیستم پیوسته‌از یک مختصه زمانی و سه مختصه فضایی که وقایع می‌توانند جایگزیده و توصیف شوند.	فضا-زمان
فضایی با ابعاد بیشتر که هر دو مختصات دکارتی و تکانه را در برمی‌گیرد.	فضای فاز
فعالیت انرژی دار و با مقدار متغیر خورشید که از میدانهای مغناطیسی ناشی می‌شود.	فعالیت خورشیدی
فرآیندی که در آن یک فوتون پرنرژی توسط یک اتم جذب شده و مجدداً به صورت دو یا چند فوتون کم انرژی تر منتشر می‌شوند.	فلئورسانس
اجرام مرتفع بزرگ روی سطح زهره.	فلاتهای مرتفع
قمر بزرگتر از دو قمر مریخ.	فوبوس
یک مقدار مجزا از انرژی نور؛ انرژی فوتون به بسامد نور $f$ توسط رابطه $E=hf$ مربوط است، که $h$ ثابت پلانک می‌باشد.	فوتون
ستاره‌شناسان فرانسوی چارلز میزیر و پیتر مشین فهرستی از حدود ۱۰۰ نمونه از روشنترین کهکشان، خوشه ستاره‌ای، و سحابی را به عنوان اجسام مه آلود که ممکن است به جای دنباله‌دارها اشتباه گرفته شده باشند، مرتب کردند.	فهرست میزیر

## (ق)

رابطه بین دما و انرژی منتشره از واحد سطح یک تابش کننده جسم سیاه.	قانون استفان - بولتزمن
یک فرمول غیرفیزیکی که فواصل تقریبی سیارات از خورشید را برحسب واحد نجومی می‌دهد.	قانون تیتوس-بُئد
قانون گرانش نیوتون؛ گرانش را به بیند.	قانون جهانی گرانش
کاهش شار نور در اثر عکس مریع فاصله تا منبع.	قانون عکس مریع برای نور
رابطه بین طول موج بیشینه نشر یک طیف جسم سیاه با دمایش؛ هر چه دما بیشتر باشد، قله در طول موج کوتاهتر صورت قرار می‌گیرد.	قانون وین
توصیف انبساط جهان طوری که هر چه یک کهکشان دورتر از	قانون هابل

- قدر  
 ما است، سریعتر از ما دور می شود؛ رابطه،  $V=Hd$ ، بین سرعت انبساط  $V$  و فاصله تا یک کهکشان  $d$  که  $H$  ثابت هابل است. اندازه گیری نجومی روشنایی یک جسم؛ قدرهای بزرگتر مبین اجرام کم نورترند.
- قدر تابش سنجی  
 قدر یک جسم که در تمام طول موجهای تابش الکترومغناطیسی اندازه گیری می شود.
- قدرت تفکیک کنندگی  
 توانایی یک تلسکوپ برای جدا کردن ستارگان نزدیک یا انتخاب جزئیات ریز اجرام سماوی.
- قدر ظاهری  
 روشنایی یک ستاره (یا هر جسم سماوی دیگر) در مقیاس قدر که از روی زمین دیده شود؛ مقداری نجومی برای سنجش شار یک جسم.
- قدر مریی  
 قدر یک جسم سماوی که با صافی پهنای  $V$  اندازه گیری شده است.
- قدر مطلق  
 اندازه ای از روشنایی یک ستاره اگر در فاصله استاندارد ۱۰ پارسی از خورشید قرار گرفته باشد.
- قرص برافزایشی  
 قرص ساخته شده توسط مواد در حال فروریزش اطراف یک جرم؛ پایستگی تکانه زاویه ای سبب شکل گرفتن قرص می شود.
- قرص (یک کهکشان)  
 چرخ مسطحی از ستارگان، گاز، و گرد و غبار خارج از هسته یک کهکشان.
- قرمز شدگی  
 پراکندگی یا جذب ترجیحی نور آبی توسط ذرات کوچک که اجازه می دهند نور قرمز بیشتری از میان آنها عبور کنند.
- قرمز شدگی جوی  
 ترجیح پراکندگی نور آبی بر قرمز توسط ذرات به طوری که یک جسم قرمز تر از وضعیت واقعی اش بنظر می رسد.
- قرمزگرایی  
 افزایشی در طول موج تابش دریافتی از یک جسم سماوی در حال دور شدن که نتیجه اثر دوپلر می باشد؛ انتقالی به سمت انتهای طول موج بلند (قرمز) طیف.
- قرین خورشیدی  
 نقطه ای از مدار یک جسم حول خورشید که کمترین فاصله از خورشید را دارا می باشد.
- قضیه ویریا  
 بیان اینکه انرژی پتانسیل گرانشی یک سیستم ذرات در حال تعادل مساوی با منهای ۲ برابر انرژی جنبشی آن است.

- قطب سماوی** تصویری موهومی از قطب زمین بر روی کره سماوی؛ نقطه‌ای که چرخش ظاهری روزانه ستارگان حول آن صورت می‌گیرد.
- قطب مغناطیسی جنوب** نقطه‌ای روی یک ستاره یا سیاره که خطوط نیروی مغناطیسی از آن سرچشمه می‌گیرد و قطب جنوب عقربه مغناطیسی متوجه آن می‌باشد.
- قطب مغناطیسی شمال** یکی از دو نقطه واقع بر یک ستاره یا یک سیاره که از آن خطوط مغناطیسی نیرو خارج می‌شوند و قطب شمال یک قطب نما به طرف آن متوجه می‌شود.
- قطبیدگی** ترتیب صفحات نوسان امواج نوری.
- قطر زاویه‌ای** قطر ظاهری یک جسم بر حسب اندازه زاویه‌ای؛ جدائی زاویه‌ای دو نقطه مقابل از یک جسم.
- قله** جهتی در آسمان که بنظر می‌رسد خورشید نسبت به ستارگان محلی به طرف آن در حرکت است؛ در صورت فلکی بر زانو نشسته قرار دارد.
- قواعد کیرشسف** توصیفات تجربی از شرایط فیزیکی که به علت آنها انواع اصلی طیف‌ها نتیجه می‌شود.
- قوانین کپلر** سه قانون حرکت سیاره‌ای کپلر که خصوصیات بیضی‌گون بودن مدارها را همراه با قانون نیروی عکس مربع توصیف می‌کند.
- (ک)**
- کار** مقدار انرژی لازم برای حرکت یک ذره آزمایشی در یک میدان نیرو و طولی معین.
- کاشف زمینه کیهانی** ماهواره‌ای که در سال ۱۹۸۹ م. برای اندازه‌گیری توزیع شدت (COBE) و طیف تابش زمینه ریزموجی پرتاب شد.
- کانالی** عبارتی ایتالیائی (به معنای کانالها) که توسط جیووانی شیاپارلی برای توصیف اشکال خطی تاریک دیده شده بر سطح مریخ بکار رفته است.
- کانون** نقطه‌ای که نور در یک تلسکوپ جمع می‌شود.
- کانونی کردن گرانشی** جهت یافتن مسیرهای اجرام کوچک توسط یک جرم بزرگتر به طوری که مسیرهای آنها یکدیگر را قطع کنند، که در اینصورت

روی جرم بزرگتر برافزایش پیدا می‌کنند.	
آهنگی که یک ستاره در سال جرم از دست می‌دهد، معمولاً به صورت باد ستاره‌ای.	کاهش جرم
خاصیت یک ماده که نور عبوری از آن را پنهان می‌کند (توسط جذب یا پراکندگی)؛ مخالف شفافیت.	کدری
شروع جهان فشرده داغ در الگوی انفجار بزرگ، هنگامی که اکثر انرژی به شکل نور با انرژی بالا بود.	کره آتشین اولیه
منطقه ایده‌آلی از گاز هیدروژن یونیده در اطراف یک ستاره OB.	کره اشتروم گرن
یک کره موهومی با شعاع بسیار بزرگ به مرکز زمین طوری که بنظرمی‌رسد اجرام سماوی به آن بسته شده‌اند و حرکاتشان نسبت به آن نقشه برداری شده است.	کره سماوی
ماده‌ای قمری که مرکب از پتاسیم (K)، عناصر نایاب زمینی (REE)، و فسفر (P) می‌باشد.	کریپ
یک عمل برداری روی یک میدان برداری که حالت گردابی میدان را توصیف می‌کند.	کیول
جدایی زاویه‌ای یک جسم از خورشید همان طور که در آسمان دیده می‌شود.	کشیدگی
بزرگترین فاصله زاویه‌ای یک جسم از خورشید.	کشیدگی بیشینه
ناحیه واقع بین مدارهای مریخ و مشتری، شامل اکثر سیارکها.	کمر بند سیارکی
نواحی شار به سمت پائین و فشار کم در جو سیارات مشتری گون.	کمر بندها
در مغناطیس سپهر یک سیاره، نواحی حاوی ذرات به دام افتاده بادخورشیدی با چگالی زیاد.	کمر بندهای تابشی
کمر بندهای حاوی ذرات باردار (از خورشید) به دام افتاده در مغناطیس سپهر پائینی زمین.	کمر بندهای تابشی وان آلن
کمترین زاویه‌ای که یک تلسکوپ به وضوح می‌تواند نشان دهد.	کمینه زاویه قابل تفکیک
یک شهاب سنگ سنگی که توسط حضور دانه‌های سیلیکاتی کوچک (کندورلس) مشخص می‌شود.	کندریت
یک رده از شهابسنگها که شامل کندرولهای فرورفته در مواد	کندریت‌های کربنی

و در صد زیادی کربن (حدود ۰.۴٪) می باشند.

کندورلس دانه‌های سیلیکاتی گرد که عاری از عناصر فرار می باشند؛ در شهاب سنگهای کندریتی پیدا می شوند؛ باور بر این است که آنها مواد اولیه منظومه شمسی می باشند.

کوارک ذره‌ای بنیادی با بار صحیح سوم که دیگر ذرات نظیر پروتونها و نوترونها را می سازد.

کواتتا یک بسته مجزا از انرژی.

کوتوله سفید ستاره‌ای فشرده و کوچک که سوخت هسته‌ای خود را با تمام رسانده و توسط باقی مانده‌های گرمایی خود می درخشد؛ چنین ستارگانی دارای حد بالای جرم  $1/4 M_{\odot}$  بوده و درونشان یک گاز الکترون تبهگن می باشد.

کوتوله سیاه سرمای باقی مانده از یک کوتوله سفید بعد از اینکه تمام انرژی گرمایی آن تمام شده باشد.

کوتوله قهوه‌ای یک جسم بسیار کم جرم (تقریباً  $0/1$  تا  $0/08 M_{\odot}$ )، کم دما و کم تابندگی که هرگز هسته آن باندازه کافی داغ نمی شود تا اندرکنشهای گرما هسته‌ای صورت گیرند.

کهکشان اجتماع عظیمی از ستارگان (بین  $10^6$  تا  $10^{12}$ )، باضافه گاز و گرد و غبار، که توسط گرانش گرد هم آمده‌اند؛ کهکشان راه شیری، کهکشان خودی، حاوی خورشید است.

کهکشان So نوعی کهکشان واسط بین بیضوی‌ها و مارپیچی‌ها؛ آنها قرص دارند ولی بازوهای مارپیچی ندارند.

کهکشان انفجار کهکشانی که در آن اکنون شکل‌گیری ستاره‌ای با آهنگ بالایی در حال وقوع است.

کهکشان بیضوی یک سیستم مقید گرانشی از ستارگان با تقارن چرخشی بدون ساختار مارپیچی که عموماً شامل ستارگان پیر و اندکی گاز یا گرد و غبار می باشد.

کهکشان حلقه‌ای کهکشانی با ساختار حلقه مانند که احتمالاً از اندرکنش با کهکشان دیگری نتیجه شده است.



- هر کهکشان که در طیف خود خطوط نثری دارد. کهکشان خط نثری
- یک کهکشان فعال که لایه‌های رادیویی آن به علت اندرکنش بامحیط اطراف طوری برگشته است تا یک دم شکل بگیرد. کهکشان رادیویی سر - دم
- نزدیکترین کهکشان مارپیچی به کهکشان راه شیری در فاصله  $680 \text{ KPC}$ ؛ این کهکشان قطری حدود  $50 \text{ KPC}$  دارد. کهکشان زن به زنجیر بسته ( $M31$ )
- کهکشانی که اکثر تابندگی خود را در فرسرخ منتشر می‌کند. کهکشان فرسرخ
- یک کهکشان بیضوی یا کروی کوچک که کمتر از چند میلیون ستاره دارد. کهکشان کوتوله
- کهکشانهای کوچک که احتمالاً شکل‌گیری ستاره‌ای در آن صورت می‌گیرد؛ ممکن است کوتوله‌های بسیار زیادی حاوی گاز اولیه وجود داشته باشند که دوره‌ای برای شکل‌گیری ستاره‌ای نداشته‌اند. کهکشان کوتوله فشرده‌آبی
- کهکشانی با بازوهای مارپیچی؛ شکل تصوری کهکشان راه شیری خودمان. کهکشان مارپیچی
- کهکشانی بدون ساختار مارپیچی یا تقارن چرخشی، که عمدتاً حاوی ستارگان جمعیت I و گاز و گرد و غبار فراوان است. کهکشان نامنظم
- کهکشانهای بیضوی ابرغول را به بینید. کهکشانهای CD
- کهکشانهایی که آنقدر نزدیک بهم حرکت می‌کنند که نیروهای جزرو مدی در شکل آنها اغتشاش ایجاد می‌کنند. کهکشانهای برخورد کننده
- بزرگترین و سنگینترین کهکشانهای بیضوی و گاهی اوقات با بیش (CD) از یک هسته؛ در هسته یک خوشه غنی از کهکشانهای پیدا می‌شود. کهکشانهای بیضوی ابرغول
- کهکشانهای مارپیچی که عوض بازوهای مارپیچی برجسته یک ساختار پف دار را در قرصهای خود نشان می‌دهند. کهکشانهای پرزدار
- دو کهکشان که توسط گرانش مقید شده و حول مرکز جرم مشترکشان می‌گردند. کهکشانهای دوتایی
- کهکشانهای فعال که یک منبع رادیویی قوی و کوچک در هسته‌شان وجود دارد. کهکشانهای رادیویی فشرده
- کهکشانهایی که توسط فرآیند هم زمانی مقادیر زیادی کهکشانهای رادیویی

انرژی رادیویی منتشر می کنند، عموماً توسط دو لایه غول نشری که در دو انتهای مقابل خط ترسیم شده عبوری از مرکز واقع اند، مشخص می شوند؛ آنها به دو دسته فشرده و گسترده تقسیم می شوند.

کهکشانهای رادیویی که یک دنباله U شکل در وراء هسته نشان می دهند؛ آنها کهکشانهای در حال حرکت سریع در یک خوشه کهکشانی می باشند.

کهکشانهای فعالی که نشر رادیویی گسترده ای را نشان می دهند، و معمولاً به صورت دو لایه در طرفین هسته می باشند.

یک نمونه از کهکشان AGN؛ طیف هسته ای خطوط نشری فشرده همراه با مولفه های باریک (نوع ۲) یا پهن و باریک (نوع ۱) را نشان می دهد؛ معمولاً کهکشان مهمان یک مارپیچی می باشد.

کهکشانهای نوع SO هابل، با قرصی نظیر یک کهکشان مارپیچی اما بدون بازوهای مارپیچی و هیچ گاز یا گرد و غباری.

کهکشانهایی که توسط طیف غیرحرارتی مشخص می شوند و در مقایسه با یک کهکشان معمولی انرژی خروجی زیادی دارند.

یک هزار پارسک.

جهان مورد بررسی بعنوان یک سیستم مرتب و هماهنگ.

مطالعه طبیعت و تحول جهان فیزیکی.

### (گ)

یک گاز یونیده که هسته ها و الکترونها باندازه کافی بهم نزدیک شده اند تا حالات ممکن انرژی کم را پر کنند، بنابراین دیگر ارتباط فشار، دما، و چگالی در قانون گاز کامل برقرار نمی باشد.

اتمها، مولکولها، و یونها در محیط بین ستاره ای.

پلاسمای بین ستاره ای بسیار داغ که توسط نشر پرتو X مرئی می شود. آزاد شدن گازها از مواد غیر گازی؛ بیرون آمدن گازها از پیکره یک سیاره بعد از شکل گیری آن.

ماده ساخته شده از نوترون که به مقدار ممکن بهم فشرده شده اند.

کهکشانهای رادیویی با دنباله باریک

کهکشانهای رادیویی گسترده

کهکشانهای سیفرت

شکل کهکشانهای عدسی

کهکشانهای فعال

کیلوپارسک (Kpc)

کیهان

کیهان شناسی

گاز الکترونی تبهگن

گاز بین ستاره ای

گاز بین ستاره ای تاجی

گاز خروجی

گاز نوترونی تبهگن

<p>گازی که یونیده شده است بنابراین آن شامل الکترونهاى آزاد و یونهاى باردار می‌باشد؛ اگر آن به طور کلی از نظر الکتريکى خنثى باشد، پلازما می‌باشد.</p>	<p>گاز یونیده</p>
<p>واحدى فیزیکی برای اندازه گیری شدت میدان مغناطیسی (واحد SI، که تسلا است، نمی‌باشد اما به طور معمول توسط ستاره‌شناسان بکار می‌رود).</p>	<p>گاوس</p>
<p>گذار یک الکترون بین یک حالت انرژی آزاد و یک حالت مقید از یک اتم؛ نتیجه آن افزودن یک الکترون به اتم و نشر یک فوتون است؛ فرآیند معکوس گذار مقید - آزاد می‌باشد.</p>	<p>گذار آزاد-مقید</p>
<p>تغییری در ترتیب الکترون در اتم، که سبب تغییر انرژی می‌شود. گذار یک الکترون بین یک حالت مقید و حالت غیر مقید (آزاد). گذار یک الکترون بین دو حالت انرژی مقید در یک اتم یا یک یون.</p>	<p>گذار (در یک اتم)</p>
<p>عبور یک جسم سماوی از عرض نصف النهار سماوی. گذار یک الکترون بین دو حالت آزاد مختلف؛ اگر الکترون انرژی از دست بدهد، فرآیند نشر آزاد - آزاد می‌باشد؛ اگر الکترون انرژی کسب کند، فرآیند جذب آزاد - آزاد خواهد بود.</p>	<p>گذار مقید - آزاد</p>
<p>عبور یک جسم سماوی از عرض نصف النهار سماوی. گذار یک الکترون بین دو حالت آزاد مختلف؛ اگر الکترون انرژی از دست بدهد، فرآیند نشر آزاد - آزاد می‌باشد؛ اگر الکترون انرژی کسب کند، فرآیند جذب آزاد - آزاد خواهد بود.</p>	<p>گذار مقید - مقید</p>
<p>به بیان نیوتونی، نیرویی بین اجرام که توسط شتاب به طرف یکدیگر مشخص می‌شوند؛ اندازه نیرو مستقیماً به حاصلضرب جرمها و به طور معکوس با مربع فاصله بین آنها بستگی دارد؛ به بیان انیشتن، انحناء فضا - زمان.</p>	<p>گذر</p>
<p>مقدار محلی شتاب ناشی از گرانی در سطح یک جسم. ذره‌ای فرضی که تصور می‌شود میانجی‌گری میدان گرانشی را بعهده دارد.</p>	<p>گذار آزاد-آزاد</p>
<p>شارشهای مارپیچی در جو یک ستاره که توسط چرخش ستاره تولید می‌شود. حرکت یک جسم در مدار حول جسمی دیگر یا یک مرکز جرم. ذرات کوچک (به قطر میکرون) جامد در محیط بین ستاره‌ای. پدیده مربوط به عبور یک جسم از مقابل جسم دیگر و قطع نور آن.</p>	<p>گرانش</p>
<p>شارشهای مارپیچی در جو یک ستاره که توسط چرخش ستاره تولید می‌شود.</p>	<p>گرانش سطحی</p>
<p>شارشهای مارپیچی در جو یک ستاره که توسط چرخش ستاره تولید می‌شود.</p>	<p>گراوتون</p>
<p>شارشهای مارپیچی در جو یک ستاره که توسط چرخش ستاره تولید می‌شود.</p>	<p>گرداب</p>
<p>شارشهای مارپیچی در جو یک ستاره که توسط چرخش ستاره تولید می‌شود.</p>	<p>گردش</p>
<p>شارشهای مارپیچی در جو یک ستاره که توسط چرخش ستاره تولید می‌شود.</p>	<p>گرد و غبار بین ستاره‌ای</p>
<p>شارشهای مارپیچی در جو یک ستاره که توسط چرخش ستاره تولید می‌شود.</p>	<p>گرفت</p>

گرفت خورشیدی	یک گرفت خورشیدی توسط ماه که به علت عبور ماه از مقابل خورشید اتفاق می افتد، لذا فاز ماه باید جدید باشد.
گرفت قمری	قطع نور خورشید توسط ماه، هنگامی که ماه در روی خط بین زمین و خورشید قرار گیرد و بنابراین از سایه زمین عبور می کند؛ گرفت قمری فقط در ماه نو اتفاق می افتد، یعنی فقط در آن زمانهایی از سال که ماه کامل خیلی نزدیک به صفحه دایرة البروج واقع می شود.
گروه محلی	یک گروه مفید گرانشی مرکب از حدود ۲۰ کهکشان که در ابعاد ۱Mpc پراکنده هستند و کهکشان خودی نیز به آن متعلق می باشد.
گره	نقطه ای بر روی کره سماوی که یک مدار یک مختصات مرجع را قطع می کند، نظیر دو گره مسیر ماه به هنگام قطع دایرة البروج.
گسستگی نوری	تجزیه یک مولکول با جذب نور با انرژی بالا تا نوارهای مولکولی را به شکند.
گسل دره	یک فرورفتگی سطحی در یک سیاره که توسط جدایی اجرام پوسته ای بوجود می آید.
گشت آور	یک نیروی پیچشی.
گلتوبال	یک ذره فرضی مرکب از چند گلتون.
گلتون	بوزونی که نیروی هسته ای قوی همراه داشته باشد.
گلبول	یک ابر تاریک کوچک از گاز و گرد و غبار بین ستاره ای که معمولاً همراه با سحابی روشن دیده می شود؛ ناحیه ممکن برای شکل گیری ستاره ای.
گوشته	قسمت عمده درون زمین در زیر پوسته که احتمالاً از صخره پلاستیکی مرکب از الیوین ساخته شده است.
گیسو	سرمرئی و روشن یک دنباله دار.

## (ل)

لایه ازون (ازون سپهر) لایه ای از جو زمین حدود ۴۰ تا ۶۰ کیلومتر بالای سطح، که با محتویات ازون زیاد،  $O_3$ ، مشخص می شود.

در یک سیستم ستاره‌ای دوتایی، ناحیه‌ای از فضای اطراف آنها که میدانهای گرانشی شان مسیری از یک ستاره به دیگری را بوجود می‌آورد.	لایه روچ
لبه قرص مریخی یک جسم نجومی.	لبه
ناحیه‌ای بلند بر روی مریخ و حاوی خوشه‌ای از آتشفشانها باضافه‌الیمپوس موزن.	لبه تارسیس
یک رشته کوه زیردریایی تقریباً پیوسته که حدود ۶۴۰۰۰ km دربستر اقیانوس زمین امتداد دارد.	لبه میان اقیانوسی
تغییر زیاد در کدوری در ۳۶۵nm به علت انتقالات مقید - آزاد مربوط به دومین تراز انرژی اتمهای هیدروژن.	لبه یا جهش بالمر
یک ذره بنیادی که در نیروی هسته‌ای ضعیف مشارکت دارد (مثلاً، الکترون).	لپتون
مقاومت یک جسم در مقابل نیرویی که در اثر جرم به آن وارد می‌شود.	لختی
وسیله‌ای که برای آشکارسازی زمین لرزه‌ها و ماه لرزه‌ها بکار می‌رود.	لرزه سنج
مطالعه ساختار داخلی خورشید توسط مدهای طبیعی نوسان آن.	لرزه‌شناسی خورشیدی
ناحیه موقتی سرد در شیدسپهر خورشید، وابسته به یک ناحیه فعال، با شدت میدان مغناطیسی چند دهم تسلا.	لکه خورشیدی
یک توفان با فشار بالا و عمر طولانی در جو مشتری.	لکه قرمز بزرگ
(م)	
گاز و / یا گرد و غبار اطراف یک ستاره.	ماده اطراف ستاره‌ای
احتمالاً شکل غالب ماده در جهان؛ ممکن است آن غیر باریونی باشد و در نتیجه ستارگان و کهکشانها شکل نمی‌گیرند - بنابراین تاریک است.	ماده تاریک
یک زیر رده از کهکشانهای مارپیچی که دارای یک میله در عرض ناحیه هسته‌ای می‌باشند.	مارپیچی‌های میله‌ای
کلمه لاتین برای دریا؛ سطوح پستی بر روی ماه که تاریکتر و	مار (جمع ماریا)

صافتر از نواحی بلند بنظر می‌رسند، احتمالاً توسط مواد گدازه‌ای که حدوداً  $10^9 \times 3/3$  سال قبل به صخره بازالتی تبدیل شدند، شکل گرفته‌اند.

تجمعات غیرعادی جرم زیر دریاهاى قمری؛ آنها توسط اثرهایشان بر روی مدارهای ماهواره‌های در حال گردش حول ماه تشخیص داده شده‌اند.

اجسام کوچک فرضی نظیر کوتوله‌های سفید، ستارگان نوترونی، یا سیارات که ممکن است در سراسر هاله یک کهکشان توزیع شده باشند و قسمت عمده‌ای از ماده تاریک به حساب می‌آیند.

زمان تناوب مداری ماه حول زمین در یک دور کامل؛ فاصله دقیق به نقطه مرجع بستگی دارد؛ معمولی‌ترین آنها هلالی (فاز) و نجومی (ستارگان) می‌باشند.

فاز ماه هنگامی که آن در همان جهتی در آسمان است که خورشید می‌باشد، به هنگام رویت از روی زمین تقریباً به طور کامل تابان نیست.

فاصله زمانی بین حضیض تا حضیض برای ماه در مدارش که برابر با  $27/55455$  روز است.

فاصله زمانی بین آرایشهای مشابه ماه و خورشید؛ برای مثال، بین ماه کامل و ماه کامل بعدی؛ حدود  $29/5$  روز.

فاز ماه هنگامی که در نقطه مقابل خورشید در آسمان است، در اینصورت به هنگام رویت از روی زمین به طور کامل تابان دیده می‌شود.

دوره تناوب گردش ماه حول زمین نسبت به جهتی ثابت در فضا یا یک ستاره ثابت؛ حدود  $27/3$  روز.

هر جسم کوچک که حول پیکره مادر سنگینتر می‌گردد.

ماهواره‌ای که آسمان را در طول موجهای ۱۲، ۲۵، ۶۰ و  $100 \mu m$  (IRAS) بررسی می‌کند.

اقمار کوچکی که حلقه سیاره را در یک نوار باریک نگه

ماسکونها

ماکهو (جسم فشرده و سنگین هاله)

ماه

ماه جدید

ماه غیرعادی

ماه قمری

ماه کامل

ماه نجومی

ماهواره

ماهواره نجوم فرورسرخي

ماهواره‌های شپرد

می‌دارند؛ یکی در لبه داخلی و دیگری در لبه خارجی حلقه قرار دارد.

متریکی رابرتسون-واکر متریکی برای یک جهان همگن و یکنواخت.

متغیر ناگهانی یک ستاره متغیر که تابندگی آن به طور ناگهانی زیاد می‌شود.

متغیرهای با دوره ستارگان متغیری که معمولاً در چرخه‌ها بی‌نظم هستند و

تناوب بلند دوره تناوبی بین حدود ۱۰۰ و ۱۰۰۰ روز دارند.

متغیرهای تناوبی (منظم) ستارگانی که نور آنها به دلایل مختلف با زمان به شکل منظمی تغییر

می‌کند.

متغیرهای قرمز دسته‌ای از ستارگان سرد که نور خروجی متغیر دارند.

متغیرهای قیقاووسی ستارگانی که روشنایی‌شان به دلیل نتیجه تغییر عادی ابعاد و دما

تغییر می‌کند؛ یک رده از ستارگان متغیر که ستاره دلتا قیقاووس (قیقاووسی‌ها)

یک نمونه از آن است.

محدب فازی از ماه که بین تربیع اول و ماه کامل رخ می‌دهد، همان طور

که ماه را از روی زمین نگاه می‌کنیم بیش از نیم آن روشن می‌باشد.

محور یکی از دو یا خطوط مرجع بیشتر در یک سیستم مختصات؛ هم

چنین، خط مستقیم عبوری از قطبها که جسم حول آن می‌چرخد.

بزرگترین محور از دو محور بیضی. محور بلند

محور مغناطیسی زمین محوری که قطبین مغناطیسی زمین را بهم وصل می‌کند؛ این

محور حدود ۱۲° نسبت به محور چرخش جغرافیایی تمایل دارد و از

مرکز زمین نمی‌گذرد.

محیط بین ستاره‌ای تمام گاز و گرد و غبار موجود بین ستارگان.

محیط بین سیاره‌ای گاز و گرد و غبار بین سیارات.

محیط بین کهکشانی گاز (عمدتاً) و گرد و غبار پیدا شده در بین کهکشانها.

مختصات استوایی یک سیستم مختصات سماوی بر اساس استوای سماوی، با

اندازه‌گیری زاویه بعد به صورت زاویه در امتداد استوا (نظیر طول

جغرافیایی) و اندازه‌گیری زاویه میل به صورت زاویه در بالا و

پائین استوار (نظیر عرض جغرافیایی).

مختصات دایرة البروجی یک سیستم مختصات سماوی که از دایرة البروج به عنوان

مرجع پایه استفاده می‌کند.	
هر سیستم مختصات که موقعیت‌های روی کره سماوی را توصیف کند.	مختصات سماوی
یک سیستم مختصات سماوی که بر پایه صفحه کهکشان راه شیری برای عرض کهکشانی و جهت مرکز کهکشان به عنوان نقطه صفر طول کهکشانی بنا نهاده شده است.	مختصات کهکشانی
سیستم‌های مختصاتی که در آن دیده می‌شود انبساط جهان با تغییر مختصات عوض نمی‌شود ولی با تغییر زمانی سازه مقیاس عوض خواهد شد.	مختصات هم حرکت
یک دهانه آتشفشانی بزرگ که توسط فروریزش یا فوران انفجاری شکل گرفته است.	مخروط آتشفشان
توصیفی از وقایع در فضا - زمان که می‌توانند تحت تاثیر یک واقعه معلوم قرار گیرند؛ تمام چنین وقایعی در داخل مخروط نوری یک واقعه معین به طور سببی با آن مربوط می‌باشند.	مربوط شده سببی
نقطه تعادل مجموعه‌ای از اجرام اندرکنش کننده یا مربوط به هم. داخلی‌ترین قسمت برآمدگی هسته کهکشان خودی.	مرکز جرم مرکز کهکشان (هسته)
ذراتی که مرکب از کوارکها هستند و دارای اسپین صحیح می‌باشند. در الگوی انفجار بزرگ، مساله‌ای است که از انبساط سریع جهان اولیه سرچشمه می‌گیرد، بنابراین نواحی مختلف نمی‌توانند با هم ارتباط برقرار کنند.	مزون مساله افق
در الگوی انفجار بزرگ، حقیقتی که هندسه جهان تخت است (یا خیلی نزدیک به آن) و همان طور که جهان تحول پیدا می‌کند، تخت باقی می‌ماند.	مساله تختی
آهنگ تغییر یک تابع در امتداد یک بردار واحد معین.	مشتق جهتی
در نظریه نسبیت عام انیشتن، معادلاتی که انحناء فضا - زمان را به توزیع ماده / انرژی مربوط می‌کند.	معادلات میدان
معادله‌ای که شرایط یک گاز، نظیر رابطه فشار، دما، و چگالی یک گاز، را توصیف می‌کند.	معادله حالت



<p>در تعادل ترمودینامیکی، رابطه بین حالات یونیدگی ممکن اتمهادر دمایبی مشخص.</p>	<p>معادله ساها</p>
<p>ناحیه‌ای در اطراف یک سیاره که ذرات باد خورشیدی توسط میدان مغناطیسی سیاره بدام می‌افتند.</p>	<p>مغناطیس سپهر</p>
<p>وسيله‌ای برای اندازه‌گیری شدت میدان مغناطیسی.</p>	<p>مغناطیس سنج</p>
<p>جهتی در آسمان که بنظر می‌رسد خورشید نسبت به ستارگان محلی در حال حرکت است؛ این جهت در صورت فلکی کبوتر قرار دارد.</p>	<p>مقابل قله</p>
<p>زمانی که یک جسم سماوی همان گونه که از روی زمین دیده می‌شود در نقطه مقابل خورشید در آسمان قرار گیرد؛ زمانی که کشیدگی <math>180^\circ</math> است.</p>	<p>مقابله</p>
<p>زمانی که بنظر می‌رسد دو جسم سماوی در آسمان در نزدیکترین فاصله از هم می‌باشند.</p>	<p>مقارنه</p>
<p>برای سیاره‌ای که مدارش درون مدار دیگری است، هم سویی باخورشید به هنگام واقع شدن سیاره داخلی و سیاره خارجی در یک طرف خورشید.</p>	<p>مقارنه داخلی</p>
<p>آرایشی سیاره‌ای که یک سیاره داخلی در همان جهتی که خورشیدواقع است، قرار گیرد اما وقتی از سیاره بیرونی مشاهده شود، درطرف مقابل خورشید واقع باشد.</p>	<p>مقارنه علیا</p>
<p>اثری که سبب می‌شود تپ‌های تابش در بسامدهای مختلف که به‌طور همزمان منتشر شده‌اند پس از طی محیط بین ستاره‌ای درزمانهای گوناگون به ناظر برسند.</p>	<p>مقدار پراکندگی</p>
<p>ساختمانهای هندسی کلاسیکی (نقطه، خط، دایره، بیضی، سهمی، و هذلولی) که از تقاطع یک صفحه با یک مخروط حاصل می‌شود.</p>	<p>مقطع مخروطی</p>
<p>شاخه‌ای از فیزیک که مربوط است به نیروها و آثار آنها بر اجسام. یک میلیون پارسک.</p>	<p>مکانیک</p>
<p>یک نیروی انفجاری برابر با یک میلیون تن TNT (حدود</p>	<p>مگا پارسک (Mpc)</p>
<p><math>10^{15} \times 4</math> ژول).</p>	<p>مگاتن</p>

- مگامیرز مولکولی      فعالیت پهنه قرص در بعضی از کهکشانهای فعال که به طور نمونه دارای  $10^4$  برابر توان خروجی یک میزر مولکولی کهکشانی می باشد.
- منابع پرتو X دوتایی      یک سیستم دوتایی شامل یک نشر کننده پرتو X، که معمولاً یک جرم فرو ریزنده و محصور توسط یک قرص برافزایشی داغ مولد پرتو X می باشد؛ به دو گروه عمومی تقسیم می شوند: جرم زیاد و جرم کم، که بستگی به جرم همدمهای آنها دارد.
- منحنی پلانک      طیف پیوستار یک تابش کننده جسم سیاه.
- منحنی چرخش      رابطه بین سرعت چرخش اجرام در یک کهکشان و فواصل آنها تا مرکز کهکشان.
- منحنی چرخش کهکشانی توصیفی از اینکه یک جسم در فاصله ای از مرکز کهکشان چه اندازه سریع حول آن می گردد.
- منحنی خاموشی      مقدار خاموشی ناشی از گرد و غبار بین ستاره ای به صورت تابعی از طول موج.
- بین ستاره ای      برای یک سیستم ستاره ای دوتایی، نموداری از سرعت های شعاعی دو ستاره به صورت تابعی از زمان یا فاز مداری.
- منحنی سرعت شعاعی      نموداری از تغییر شار ستاره نسبت به زمان.
- منحنی نوری      ناحیه ای با فشار زیاد در جو یک سیاره مشتری گون.
- منطقه      ناحیه ای نزدیک به صفحه کهکشان خودی که تعداد کمی از کهکشانهای دیگر به علت تیرگی ناشی از گرد و غبار مرئی می باشند.
- منطقه البروج      سیزده صورت فلکی که به هنگام مشاهده از روی زمین، خورشید در حرکت سالیانه خود از میان آنها عبور می کند.
- منظومه شمسی      خورشید و تمام اجرامی که آن را دور می زنند.
- منعکس کننده کاسگرین      طرحی از یک تلسکوپ انعکاسی که آئینه ثانویه آن پرتو را به کانونی در یک حفره و در مرکز آئینه اولیه هدایت می کند.
- منعکس کننده نیوتونی      یک تلسکوپ انعکاسی طوری طراحی شده است که یک آئینه کوچک تحت زاویه  $45^\circ$  در مرکز لوله قرار دارد تا کانون را به

خارج از لوله منتقل کند.

منفجرکننده پرتو X

منبع پرتو X که انفجارات پرتو X قوی منتشر می‌کند؛ احتمالاً از بسرافزایش روی یک ستاره نوترونی در یک سیستم دوتایی اتفاق می‌افتد.

موج ضربه‌ای

یک ناپیوستگی ایجاد شده در محیط به هنگام حرکت یک جسم باتندی بیشتر از تندی صوت محلی در محیط.

موج طولی

یک موج صوتی که در یک حرکت فشار دادن - کشیدن در درون جامدات، مایعات، و گازها با سرعتی که به چگالی محیط وابسته است، حرکت می‌کند.

موج عرضی

موجی که حرکت نوسانی آن عمود بر جهت انتشار است؛ چنین امواجی نمی‌توانند در درون مایعات حرکت کنند.

مولکول

ترکیبی از ۲ یا چند اتم که به طور الکتریکی مفید می‌باشند؛ کوچکترین قسمت ترکیب که دارای خصوصیات آن ماده می‌باشد.

مولکولهای بین ستاره‌ای

مولکولهایی که در گاز بین ستاره‌ای یافت می‌شوند، به ویژه در ابرهای مولکولی.

میثون

یکی از سه نسل لیتونها (همراه با نسلهای الکترون و تاو).

میانجی‌ها

بوزونها که حامل اطلاعات مربوط به چهار نیروی طبیعت به هنگام اندرکنش با ذرات دیگر می‌باشند.

میان سپهر

ناحیه‌ای از جو زمین بین ۵۰ تا ۱۰۰ کیلومتر که دما در آن به سرعت کاهش می‌یابد.

میدان دوقطبی

آرایی از میدان مغناطیسی شبیه به یک میله مغناطیسی با قطبهای مخالف شمال و جنوب.

میدان گرانشی

خصوصیتی از فضا که دارای پتانسیل برای تولید نیروی گرانشی بر اجسام داخل آن می‌باشد؛ توسط شتاب اجرام آزاد مشخص می‌شود.

میدان مغناطیسی

خصوصیتی از فضا که دارای پتانسیلی می‌باشد تا به اجرام واقع در آن نیروی مغناطیسی وارد کند.

میدان مغناطیسی	شکل میدان مغناطیسی با دو قطب و امتداد خطوط میدان در طول نصف‌النهارها.
قطبی وار	
میدان مغناطیسی	آرایشی از میدان مغناطیسی که خطوط میدان موازی استوا می‌باشند.
چنبره‌ای	
میزر	قسمتهای کوچکی از ابرهای مولکولی که نشر رادیویی با دمای روشنایی بزرگی از آنها ناشی می‌شود، به طوری که نشر القایی یک حالت تابش را تولید می‌کند.
میزر مولکولی	تقویت میکرو موجی توسط نشر القایی تابش از یک مولکول.

## (ن)

ناپایداری گرانشی	تمایل یک ناحیه آشفته از یک گاز برای اینکه تحت تاثیر فروریزش گرانشی قرار گیرد.
ناحیه HI	ناحیه‌ای از هیدروژن خنثی در فضای بین ستاره‌ای.
ناحیه HII	منطقه هیدروژن یونیده در فضای بین ستاره‌ای؛ معمولاً آن یک‌سحابی روشن اطراف یک ستاره داغ جوان یا خوشه‌ای از ستارگان داغ تشکیل می‌دهد.
ناحیه خط باریک (NLR)	گاز اطراف یک AGN، که خطوط نشری ممنوعه نسبتاً باریک را تولید می‌کند.
ناحیه خط پهن (BLR)	گازی که یک AGN را احاطه کرده است و تابش خط نشری بسیار پهنی به طیف کهکشان اضافه می‌کند.
ناحیه فعال	ناحیه‌ای از شیدسپهر خورشید با میدان مغناطیسی شدید.
ناحیه گذار	در جو خورشید، ناحیه بین رنگین سپهر و تاج که دما سریعاً افزایش می‌یابد.
ناحیه نشر هسته‌ای	نوعی از کهکشان خط نشری که ممکن است در کم‌ترین تراز از نظر فعالیت کهکشانهای AGN باشد.
یونیدگی کم (LINER)	
نانومتر	$10^{-9}$ برابر متر؛ واحد معمول برای اندازه طول موج نور.
ناهمبستگی	زمانی در تاریخ جهان، حدود ۳۰۰۰۰ سال بعد از "صفر"، که چگالی باندازه کافی کم شد تا اندرکنش ماده و نور متوقف گشت.
نزول نمائی	فرآیندی، نظیر تلاشی رادیواکتیو، که در آن آهنگ تغییر

مستقیماً متناسب با کمیت فعلی می باشد، بنابراین کمیت باقی مانده توسط تابعی نمایی از زمان داده می شود.

نسبت جرم - تابندگی

برای کهکشانها، نسبت جرم کل به تابندگی؛ اندازه ای تقریبی برای تعیین نوع ستارگان در یک کهکشان.

نسبیت

دو نظریه که توسط الف. انیشتن ارائه شد؛ نظریه خاص حرکت اجسام غیر شتابدار را توصیف می کند، و نسبیت عام نظریه گرانش می باشد.

نشر القایی

تابش تولید شده در اثر القاء کنندگی یک اتم تحریک شده توسط یک فوتون تا فوتون دیگری با همان طول موج منتشر شود. نشر یک فوتون توسط یک اتم تحریک شده که یک الکترون به تراز انرژی پائینتر سقوط می کند.

نشر خودبخودی

یک خط موهومی ترسیم شده از نقاط شمال و جنوب بر روی افق و سمت الراس.

نصف النهار (سماوی)

اصلاحی بر الگوی انفجار بزرگ که در آن جهان تحت تاثیر یک انبساط سریع قرار گرفته است.

نظریه تورمی

نظریه ای در ذرات بنیادی که ذرات را به عنوان موجودات یک بعدی در نظر می گیرد.

نظریه ریسمان

این نظریه اینشتن روابط بین اندازه گیری های فیزیکی پدیده های مشاهده شده توسط ناظرهایی که با سرعت های ثابت نسبت بهم در حال حرکت هستند را توصیف می کند.

نظریه نسبیت خاص

ایده توسعه یافته توسط آلبرت انیشتن باین مفهوم که جرم و انرژی هندسه فضا - زمان را معین می کنند و هر انحنایی از این فضا - زمان خود را توسط آنچه نیروهای گرانشی می نامیم، نشان می دهد؛ نظریه انیشتن راجع به گرانش.

نظریه نسبیت عام

نظریه های فیزیکی که سعی بر آن دارد تا ذرات بنیادی و چهار نیروی (GUTS) طبیعت را به صورت اندرکنش های یک ذره و یک نیرو به وحدت درآورد.

نظریه های وحدت بزرگ

بررسی اشکال جغرافیایی سطح یک سیاره توسط انعکاس

نقشه برداری راداری

- امواج رادیویی از سطح.
- نقشه پربندی نموداری که نشان می‌دهد چگونه شدت نوعی تابش در یک ناحیه از آسمان تغییر می‌کند؛ خطوط در چنین نقشه‌ای نقاط هم شدت را بهم وصل می‌کند؛ خطوط با فاصله نزدیک بدین معناست که شدت در فاصله کم به شدت تغییر می‌کند، در مقابل خطوط با فاصله زیادتر مبین آن است که شدت آهسته‌تر تغییر خواهد کرد.
- نقص عرضی شکافی در یک سطح جامد در جایی که زمین به طرفین حرکت کرده‌است.
- نقطه تشعشع نقطه‌ای در آسمان که بنظر می‌رسد از آن یک بارش شهابی سرچشمه گرفته است.
- نقطه جدا شدن نقطه‌ای بر روی نمودار H-R یک خوشه که بنظر می‌رسد رشته اصلی در انتهای تابندگی بالا به پایین می‌رسد.
- نمایه خط تغییر شدت یک خط طیفی به صورت تابعی از طول موج.
- نمایه P-مِغ یک نمایه خط طیفی مشخص از یک پوسته در حال انبساط؛ خطوط نشری دارای یک مولفه جذبی در طرف راست آبی نمایه می‌باشند.
- نمودار H-R یک نمودار هرتزپرونگ - راسل.
- نمودار پروانه یک نمایش نموداری از تغییر در عرض جغرافیائی لکه‌های خورشیدی بر حسب زمان.
- نمودار فضا-زمان نموداری که یک محور نمایش سه بعدی فضایی و محور دیگر زمان را نمایش می‌دهد؛ آن رابطه وقایع جهان خط‌ها را نشان می‌دهد.
- نمودار قدر-رنگ یک نمودار H-R که در آن از رنگ (معمولاً B-V) برای محور x استفاده می‌شود.
- نمودار هرتزپرونگ و راسل (H-R) نمایشی نموداری از دسته‌بندی ستارگان بر اساس رده طیفی آنها (یا رنگ یا دمای سطحی)؛ خصوصیات فیزیکی یک ستاره به موقعیت آن در روی نمودار مربوط است، بنابراین تحول یک ستاره می‌تواند با تغییر موقعیت بر روی نمودار بر حسب زمان توصیف شود (رد تحولی را به بینید).

- نواحی فعال مناطقی از شیدسپهر خورشید (و دیگر ستارگان) که خطوط میدان مغناطیسی در آنها جمع می‌شوند؛ اینها لکه‌های خورشیدی و شراره‌ها را تولید می‌کنند.
- نواختر کلمه لاتین برای جدید؛ ستاره‌ای که انرژی انفجاری ناگهانی دارد، به‌طور موقت روشنایی خود را صدها هزار مرتبه افزایش می‌دهد؛ اکنون باور بر این است که انفجار از یک ستاره تبه‌گن در یک سیستم دوتایی صورت می‌گیرد؛ هم چنین در گذشته عادت بر این بود که این پدیده به انفجارات ستاره‌ای نسبت داده شود که ستاره‌شناسان جدید اکنون آن را ابر نواختر می‌نامند.
- نوار ناپایداری ناحیه‌ای در نمودار H-R که در آن ستارگان متغیر قیفاووسی پیدامی‌شوند؛ این ستارگان در هسته خود هلیوم می‌سوزانند.
- نوترون یک ذره زیر اتمی با جرم حدود پروتون و بدون بار الکتریکی؛ یکی از اجزاء اصلی هسته اتمی؛ نتیجه وحدت یک الکترون و پروتون.
- نوترینو یک ذره بنیادی (لپتون) بدون (یا اندکی) جرم و فاقد بار الکتریکی که با تندی نور حرکت می‌کند و انرژی را در بعضی از انواع واکنشهای هسته‌ای به بیرون منتقل می‌کند.
- نورسنج یک آشکارساز حساس نوری که در کانون یک تلسکوپ قرار دارد؛ آن برای اندازه‌گیری‌های دقیق شار فوتونی کم بکار می‌رود.
- نورسنجی اندازه‌گیری شدت نور.
- نورسنجی پهنای باریک عبورکوچک، به‌طور نمونه با پهنای حدود  $30\text{ nm}$ .
- نور قطبیده امواج نوری که صفحات نوسان آن‌ها همگی یکسان هستند.
- نور منطقه البروج نور خورشیدی منعکس شده توسط گرد و غبار صفحه دایره البروج.
- نهر کانال حفر شده در زمین توسط جریانهای آب پراکنده.
- نیروی الکتروضعیف نیرویی که از اتحاد نیروی الکترومغناطیسی و نیروی هسته‌ای ضعیف حاصل می‌شود.
- نیروی الکترومغناطیسی یکی از چهار نیروی طبیعت؛ ذرات با بار الکترومغناطیسی یکدیگر را جذب یا دفع می‌کنند که این عمل بستگی به این دارد که

علامت دوبار مخالف یا یکسان باشند.

نیروی پایستار نیروهایی نظیر گرانشی و الکترومغناطیسی که کار انجام شده توسط آنها تنها به موقعیت‌های ابتدا و انتها بستگی دارد (نه به مسیر)؛ انرژی پتانسیل تنها می‌تواند برای چنین نیروهایی تعریف شود.

نیروی جزر و مدی اختلاف بین نیروی گرانشی در دو نقطه از یک جسم که ممکن است باعث تغییر شکل جسم دوم شود.

نیروی گرانشی ضعیف‌ترین نیرو از چهار نیروی طبیعت؛ تمام ذرات با جرم غیر صفر یکدیگر را جذب می‌کنند.

نیروی مرکزگرا نیروی لازم برای منحرف کردن یک جسم از مسیر مستقیم به یک مسیر منحنی که متوجه به مرکز منحنی می‌باشد.

نیروی مرکزی یک نیروی ممتد در طول خطی که مراکز دو جسم را بهم وصل می‌کند.

نیروی موهومی یک نیروی ظاهری که از قانون دوم نیوتون نتیجه نشده است اما در اثر طبیعت نالخت چهارچوب ناظر (مثلاً، کوریولیس و نیرویهای گریز از مرکز) بوجود آمده است.

نیروی هسته‌ای ضعیف نیروی با برد کوتاه که در تلاشی رادیواکتیو عمل می‌کند و بر لپتون‌ها حاکم می‌باشد.

نیروی هسته‌ای قوی یکی از چهار نیروی طبیعت؛ قوی‌ترین نیرو که در فاصله کوچکی عمل می‌کند تا هسته‌ها را در اتم‌ها گرد هم نگه دارد.

نیم محور بلند نصف محور بلند یک بیضی؛ فاصله مرکز تادورترین نقطه در یک بیضی. نیمه عمر زمان لازم برای اینکه اتم‌های رادیواکتیو در یک نمونه به نصف تجزیه شوند.

نیوتون (N) واحد نیرو در SI.

### (و)

وات واحد توان؛ مصرف یک ژول بر ثانیه.

واتحریک برخوردی از دست دادن انرژی توسط الکترون یک اتم در یک برخورد به طوری که الکترون به تراز انرژی پائینتر سقوط کند.

واحد نجومی (AU) نیم محور بلند مدار زمین و فاصله متوسط زمین و خورشید؛



۱۴۹/۶ میلیون کیلومتر یا ۸/۳ دقیقه نوری.

یک فرآیند گرما هسته‌ای که در آن ۳ اتم هلیوم (ذرات آلفا) بهم جوش خورده و یک هسته کربن شکل می‌گیرد.

واکنش ۳α

یک عمل برداری بر روی یک میدان برداری که شار خالص میدان را توصیف می‌کند.

واگرایی

ناحیه سرزمینهای تنگه‌ای گسترده نزدیک به استوای مریخ.

والز مارینریز

طریقه واهلش یک سیستم که توسط تغییرات فاحش در انرژی پتانسیل گرانشی ایجاد می‌شود.

واهلش شدید

نیروی کل وارد به یک جسم که توسط گرانی تولید می‌شود.

وزن

خصوصیت یک گاز (یا هر سیال) که شماره آشوبناک در یک قسمت بر شماره نزدیک در قسمت دیگر اثر می‌گذارد؛ اثری مهم در انتقال تکانه زاویه‌ای به طرف خارج سحابی خورشیدی.

وشکسانی آشوبناک

(ه)

هر ذره مرکب از کوارکها؛ هادرونها به گروههای باریون و مزون تقسیم می‌شوند.

هادرون

ناحیه کروی در اطراف یک کهکشان، که شامل قرص یا هسته نیست، ولی شامل خوشه‌های کروی، مقداری گاز، و تعدادی ستاره در حال فرار می‌باشد.

هاله (یک کهکشان)

انتقال انرژی حرارتی در اثر برخورد ذرات با یکدیگر.

هدایت

منحنی حاصل از تقاطع یک صفحه با مقطع مخروطی؛ شکل مداری یک جسم با سرعتی بیش از سرعت فرار.

هذلولی

واحدی فیزیکی برای بسامد که برابر با یک دور در ثانیه می‌باشد.

هرتز

۲۵٪ شعاع داخلی خورشید که عموماً دما برای وقوع اندرکنشهای گرما هسته‌ای باندازه کافی می‌باشد.

هسته (خورشید)

ناحیه‌ای از درون خورشید که دما و چگالی در آن به اندازه کافی زیاد است تا واکنشهای جوش صورت گیرد.

هسته خورشیدی

ناحیه مرکزی زمین؛ دارای چگالی بالایی است که قسمتی از آن مایع می‌باشد و عقیده بر این است که مرکب از آهن و آلیاژهای

هسته (زمین)

آهن می باشد.

هسته (کهکشان خودی) چند پارسک داخلی هسته که شامل منبع رادیویی غیرحرارتی کوچک و ابرهای در حالت حرکت سریع از گاز یونیده می باشد.

هسته کهکشانی فعال (AGN) موتور مرکزی کوچکی (احتمالاً یک سیاه چاله ابر جرم) که پدیده کهکشان فعال را سبب می شود.

هسته (یک اتم) قسمت مرکزی سنگین یک اتم که حاوی نوترون و پروتون است و الکترون حول آن می گردد.

هسته (یک دنباله دار) نقطه ستاره مانند روشن کوچک در سر یک دنباله دار؛ جرم فشرده جامد (قطر چند ده کیلومتر) از گازهای منجمد با بعضی از مواد صخره‌ای به صورت گرد و غبار فرو رفته در آن.

هسته (یک کهکشان) قسمت مرکزی یک کهکشان، مرکب از ستارگان جمعیت I پیر، مقداری گاز و گرد و غبار، و برای بسیاری از کهکشانها، یک منبع متراکم از تابش غیر حرارتی.

هلال فاز یک قمر یا سیاره هنگامی که کمتر از نصف سطح مرئی آن روشن باشد.

هم صفحه واقع شدن در یک صفحه.

هم عکس پربندی از شدت تابش در یک تصویر.

همگون همگون خواری کهکشانی الگویی یکنواختی حتی در توزیع ماده، یکسانی در تمام قسمتها.

راتحت تاثیر نیروهای جزر و مدی از کهکشانهای سبکتر به طرف خود می کشند.

هندسه اقلیدسی (مسطح) هندسه‌ای که در آن از یک نقطه در نزدیک یک خط فقط یک خط موازی آن می توان رسم کرد؛ مجموع زوایای یک مثلث ترسیم شده بر سطح مسطح همواره ۱۸۰ درجه است.

هندسه باز هندسه هذلولی وار را به بینید.

هندسه بسته هندسه کروی را به بینید.

هندسه کروی (بسته) جایگزینی برای هندسه اقلیدسی ارائه شده توسط جی.اف.بی. ریمان با این منطق که هیچ خط موازی از نقطه‌ای

نزدیک به یک خط راست نمی توان رسم کرد؛ مجموع زوایای یک مثلث روی سطح کروی همیشه بیش از  $180^\circ$  می باشد.

جایگزینی برای هندسه اقلیدسی، که توسط ان.آی. لباچوسکی با این منطق ساخته شد که از یک نقطه در نزدیک یک خط راست بیش از یک خط موازی آن می توان رسم کرد؛ مجموع زوایای مثلث ترسیم شده روی یک صفحه هذلولی گون کمتر از  $180^\circ$  می باشد.

بالاترین ناحیه از جو یک سیاره، که ذرات در آن می توانند به فضا فرار کنند.

پائینترین تراز جو زمین که به ارتفاع ۱۰ کیلومتری می رسد؛ ناحیه ای که اکثر آب و هوا در آن رخ می دهد.

حالتی از هیدروژن، به فشارهای بالا رسیده است، که در هدایت الکتریکی توانا می باشد.

هندسه هذلولی گون

هواسپهر

هواسپهر

هیدروژن فلزی

### (ی)

شهاب سنگ پیدا شده که هنگام سقوط دیده نشده است.

نداشتن هیچ جهت مرجعی در فضا.

فرض اینکه اجرام نجومی از یک نوع در سراسر جهان یکسان هستند.

اتمی که با دریافت یا از دست دادن یک یا چند الکترون از نظر الکتریکی باردار می شود.

لایه ای از جو زمین در بازه ۱۰۰ تا ۷۰۰ کیلومتر در بالای سطح که در آن اکسیژن و ازت توسط نور خورشید یونیده شده اند و در نتیجه الکترونها ی آزاد تولید شده است.

فرآیندی که توسط آن اتم الکترونها را از دست می دهد و یا دریافت می کند.

یونیدگی اتم یا جذب یک فوتون، که حداقل بایستی انرژی یونیدگی را دارا باشد.

یافتن شهاب سنگ

یک روند

یکنواختی طبیعت

یون

یون سپهر

یونیدگی

یونیدگی فوتونی

## واژه نامه فارسی به انگلیسی

(آ)

Aaronson, Marc	آثرونسون، مارک
Water (molecular clouds)	آب (ابرهای مولکولی)
Abell, George	آبل، جورج
Volcanoes (volcanism)	آتشفشان
Adams, W.S.	آدامز، دبل یو.اس
Galactic Cannibalism	آدم خواری کهکشانی
Lunar librations	آزادسازیهای قمری
Los Alamos National Laboratory	آزمایشگاه ملی لوس آلاموس
Brackett alpha	آلفای براکت
IRAS (Infrared Astronomical Satellite)	آی آر ای اس (ماهواره نجومی فروسرخ)

ا

Perseus supercluster	ابر خوشه برساوش
Coma Supercluster	ابر خوشه گیسو
Superclusters	ابر خوشه‌ها
Hercules supercluster	ابر خوشه هرکول
Supergiants	ابرها
Supernova	ابرنواختر
Supernova of 1054	ابرنواختر ۱۰۵۴
Tycho's supernova	ابرنواختر تیکو
Supernovae	ابرنواخترها

High velocity clouds	ابرهای با سرعت بالا
Star clouds	ابرهای ستاره
Magellanic clouds	ابرهای ماژلانی
Molecular clouds	ابرهای مولکولی
Giant molecular clouds	ابرهای مولکولی غول
International Astronomical Union	اتحادیه نجومی بین‌المللی (IAU)
Uhuru X-ray instrument	ابزار پرتو ایکس اوهورو
Associations	اجتماعات
OB Associations	اجتماعات OB
High velocity objects	اجرام با سرعت بالا
BL Lacertae objects	اجرام BL سوسمار
Quasars	اختروشها
Heliocentric Parallax	اختلاف منظر خورشید مرکزی
Mean parallax	اختلاف منظر متوسط
Statistical parallaxes	اختلاف منظرهای آماری
Spectroscopic parallaxes	اختلاف منظرهای طیف سنجی
Trigonometric parallax	اختلاف منظر مثلثاتی
Eddington, Arthur S	ادینگتون، آرتور. اس
Altitude	ارتفاع
Local standard of rest (LSR)	استاندارد سکون محلی
Struve, F.	استرو، اف
Galactic equator	استوای کهکشانی
Stephenson, Bruce	استیفنسون، بروس
Staelen, David H	استیلن - دیوید اچ
Sgr A	اس جی آر ۱
Slipher, Veso M	اسلیفر، وستوام

Derivatives	اشتقاقها
Schmidt, Maarten	اشمیت، مآرتن
Principle of equivalence	اصل هم ارزی
Hubble Atlas of Galaxies	اطلس هابل کهکشانها
Colour Excess	افزایش رنگ
Event horizon	افق حادثه
Moons	اقمار
Satelites	اقمار مصنوعی
Greek alphabet	الفباء یونانی
Model stellar atmosphere	الگوی جو ستاره‌ای
Closed models	الگوهای بسته
Light house model of Pulsars	الگوی تپنده‌های فانوس دریایی
Whipple's dirty iceberg model	الگوی توده یخ شناور کثیف ویپل
Omega	امگا
Density waves	امواج چگالی
Expansion of universe	انبساط جهان
Cosmic expansion	انبساط کیهانی
Energy transport	انتقال انرژی
Cosmological redshift	انتقال به قرمز کیهانشناختی
Integrals	انتگرالها
Stellar associations	انجمن‌های ستاره‌ای
Curvature of Universe	انحنای جهان
Kinetic energy	انرژی جنبشی
Supernova explosion	انفجار ابر نواختر
Radio bursts	انفجارات رادیویی
Big bangs	انفجار بزرگ

Contraction	انقباض
Uranus	اورانوس
(ب)	
Stellar winds	بادهای ستاره‌ای
Relativistic beaming	باریک شدن نسبیتی
Baryons	باریون‌ها
Supernova remnants	باقیمانده‌های ابر نواختری
Batuski, David	بتوسکی، دیوید
Bethe, Hans	بته، هنز
Baade, Walter	بد، والتر
Main Sequence fitting	برازش رشته اصلی
Braginsky, V.B.	براگینسکی، وی.بی
Vectors	بردارها
Palomar sky survey	بررسی آسمان پالومار
Helium flash	برق زنی هلیوم
Thermal bremsstrahlung	برمشرانگ گرمایی
Burns, Jack	برنز، جک
Burnell, Jocelyn Bell	برنل، جوسلی. بل
Ptolemy (magnitude scale)	بطلمیوس (مقیاس قدر)
BMR	بی ام آر به «نواحی مغناطیسی دو قطبی» مراجعه شود
Sunspot maximum	بیشینه لکه خورشیدی
(پ)	
Solar antapex	پادنوک خورشیدی
Cosmic Parameter (Omega)	پارامتر کیهانی (امگا)
Parsec	پارسک

Panov, V.I	پانوف، وی. آی
Scattering	پراکندگی
Velocity dispersion	پراکندگی سرعت
Einstein - Rosen bridge	پل انیشتن - رُزن
Penzias, Arno	پنزیاس، آرنو
Positron	پاد الکترون
Line blanketing	پوشش خط
Lunar occultation (stellar diameter)	پوشیدگی قمری (قطر ستاره‌ای)
Pogson, N.R.	پوگسن، ان. آر
Pre-Main sequence	پیش رشته اصلی
Protostars	پیش ستارگان
Perigalaction	پیش کهکشانی
Continuum	پیوستار
Radio continuum	پیوستار رادیویی

## (ت)

Radiation	تابش
Background radiation	تابش زمینه
Cosmic background radiation	تابش زمینه کیهانی
Nonthermal radiation	تابش غیر گرمایی
Polarized radiation	تابش قطبیده
Synchrotron radiation	تابش همزمان
Luminosity function	تابع تابندگی
Mass function	تابع جرم
Luminoity	تابندگی
Solar luminosity	تابندگی خورشیدی
Morgan-Keenan Luminosity	تابندگی مورگان - کینان



Hydrogen corona (comets)	تاج هیدروژن (دنباله دارها)
Tammann, Gustav	تامان، گاستاو
Electron degeneracy	تبهگنی الکترون
Crab nebula Pulsar	تپنده سحابی خرچنگ
Vega pulsar	تپنده نسر واقع
Pulsar(s)	تپنده (ها)
Binary pulsars	تپنده‌های دوتایی
Fourier analysis	تجزیه و تحلیل فوریه
Nucleosynthesis	تجزیه هسته‌ای
Stellar evolution	تحول ستاره‌ای
Speckle interferometry	تداخل سنج اسپکل
Stellar interferometer (Michelson)	تداخل سنج ستاره‌ای (مایکلسن)
Trumpler, Robert, J.	ترامپلر، رابرت، جی
Stellar composition	ترکیب ستاره‌ای
Chemical composition	ترکیب شیمیایی
Radio hydrogen recombination	ترکیب مجدد هیدروژن رادیویی
Bolometric corrections (BC)	تصحیحات تابش سنجی
Thermodynamic equilibrium	تعادل ترمودینامیکی
Mass exchange	تعویض جرم
Distance determination	تعیین فاصله
Isochromes	تکفام
Singularity	تکینگی
Obliquity	تمایل
Speed	تندی
Radial speed	تندی شعاعی
Tangential speed	تندی مماسی

Speed of light	تندی نور
Power (units)	توان (واحدها)
Star distribution	توزیع ستاره‌ای
Tully, R. Brent	تولی، آر. برنت
Energy generation	تولید انرژی
Interstellar obscuration	تیرگی بین ستاره‌ای
General obscuration	تیرگی کلی
Tycho Brahe	تیکو براهه

(ث)

Stefan-Boltzmann Constant	ثابت استفان - بولتزمان
Solar constant	ثابت خورشیدی
Hubble Constant	ثابت هابل
Astronomical constants	ثابتهای نجومی

(ج)

Joss, Paul	جاس، پاول
Johnson, Harold	جانسون، هارولد
Astrophysical jets	جت‌های اختر فیزیکی
Decoupling of matter and energy	جدا شدن انرژی و ماده
periodic table	جدول تناوبی
Interstellar absorption	جذب بین ستاره‌ای
Gravitational mass	جرم گرانشی
Missing mass	جرم گم شده
Stellar masses	جرمهای ستاره‌ای
Air mass	جرم هوا
Population I	جمعیت I

Population II	جمعیت II
Disk population	جمعیت قرص
Halo population II	جمعیت II هاله
Stellar populations	جمعیت‌های ستاره‌ای
Expanding atmosphere (s)	جو در حال انبساط
Extended atmosphere	جو گسترده
Stellar atmospheres	جوهای ستاره‌ای
Magellanic Stream	جویبار ماژلانی
Inflationary Universe	جهان تورمی
GUTs	جی یو تی اس

## (چ)

Rigid body rotation	چرخش جسم صلب
Stellar rotation	چرخش ستاره‌ای
Faraday rotation	چرخش فاراده
Galactic rotation	چرخش کهکشانی
Differential galactic rotation	چرخش کهکشانی جزئی
Oblique rotator	چرخنده مایل
CNO cycle	چرخه CNO
Carbon (CNO) cycle	چرخه کربن (CNO)
Aldebran (diameter)	چشم گاو (قطر)
Electron density	چگالی الکترون
Multiplicity	چندتایی

## (ح)

Event (spacetime)	حادثه (فضا-زمان)
Chandrasekhar limit	حد چاندراسکار

Superluminal motions	حرکات ابر تابان
Stellar motions	حرکات ستاره‌ای
Keplerian motions	حرکات کپلری
Peculiar motions	حرکات ویژه
Solar motion	حرکت خورشیدی
Proper motion	حرکت ویژه
Calculus	حساب
White hole	حفره سفید
Wormhole	حفره کرم
	(خ)
Atmospheric extinction	خاموشی جوی
Interstellar extinction	خاموشی بین ستاره‌ای
Spallation	خرده ریز
H alpa line	خط H آلفا
Resonance line	خط تشدید
Radio recombination lines	خطوط ترکیب مجدد رادیویی
Interstellar absorption lines	خطوط جذبی بین ستاره‌ای
Interstellar radio lines	خطوط رادیویی بین ستاره‌ای
CaII Spectral lines	خطوط طیفی CaII
Solar	خورشیدی
Clustering	خوشه‌ای شدن
Praesepe cluster	خوشه پراسپ
Pleiades	خوشه پروین
Trapezium cluster	خوشه ذوزنقه‌ای
Virgo cluster	خوشه سنبله
Fornax cluster	خوشه کوره

Open clusters	خوشه‌های باز
Star clusters	خوشه‌های ستاره
Stellar clusters	خوشه‌های ستاره‌ای
Globular clusters	خوشه‌های کروی
Clusters of galaxies	خوشه‌های کهکشانیها
Galactic cluster (s)	خوشه (های) کهکشانی
Moving clusters	خوشه‌های متحرک
Hercules cluster	خوشه هرکول
Hyades cluster	خوشه هیادز
(د)	
Grains	دانه‌ها
Interstellar grains	دانه‌های بین ستاره‌ای
Cygnus A	A دجاجه
Cygnus X-1	X-۱ دجاجه
Draper, Henry	دراپر، هنری
Stellar interiors	درونهای ستاره‌ای
Particle threshold temperature	دمای آستانه ذره
Color temperature	دمای رنگ
Effective temperature	دمای موثر
X-ray binaries	دوتایی‌های پرتو ایکس
Contact binaries	دوتایی‌های تماسی
Spectroscopic binaries	دوتایی‌های طیف‌سنجی
Eclipsing binaries	دوتایی‌های گرفتی
Eclipsing spectroscopic binaries	دوتایی‌های گرفتی طیف‌سنجی
Visual binaries	دوتایی‌های مرئی
Television camera	دوربین تلویزیونی

Craters	دهانه‌ها
Astronomical seeing	دید نجومی
Primordial deuterium	دوتریوم اولیه
	(ذ)
Alpha particle	ذره آلفا
	(ر)
P-L relationship	رابطه P-L
Tully-Fisher relationship	رابطه تولی - فیشر
Mass-luminosity relationship	رابطه جرم - تابندگی
Mass-radius relationship	رابطه جرم - شعاع
Period-luminosity relationship	رابطه دوره تناوب - تابندگی
Period-density relationship	رابطه دوره تناوب - چگالی
Russell, Henry Norris	راسل، هنری نوریس
Rayet, G	رایت، جی
Abell Classification	رده‌بندی آبل
M-K luminosity classification (Morgan-Keenan)	رده‌بندی تابندگی M-K (مورگان - کینان)
Stellar classification	رده‌بندی ستاره‌ای
Spectral classification	رده‌بندی طیفی
Luminosity Classifications	رده‌های تابندگی
Main Sequence	رشته اصلی
Zero-age main sequence	رشته اصلی سن صفر
Hubble sequence	رشته هابل
Nutation	رقص
Roche lobes	روچ لب‌ها
Aaronson-Huchra Mould method	روش آثرونسون - هوچرامولد

Sandage-Tamann method	روش سانديج - تامان
Reifenstein, Edward C	ريفن استين، ادواردسى

(ز)

Right ascension	زاويه بعد
Hour angle	زاويه ساعتى
Zenith angle	زاويه سمت الراس
Hubble time	زمان هابل
Proton-proton (pp) chain	زنجيره پروتون - پروتون
Subdwarfs	زير کوتوله‌ها

(س)

Stellar structure	ساختار ستاره‌اى
Galactic struture	ساختار کهکشانى
Spiral structure	ساختار مارپیچى
Lorentz factor	سازه لورنتز
Year	سال
Light year	سال نورى
Sanduleak, Nicholas	ساندوليك، نيكلاس
Sandage, Allan	سانديج، آلن
Weightlessness	سبك وزنى
RS CV <sub>n</sub> stars	ستارگان RS CV <sub>n</sub>
WC stars	ستارگان WC
WN stars	ستارگان WN
S stars	ستارگان S
W-R stars	ستارگان W-R
Stars	ستارگان

Explosive stars	ستارگان انفجاری
Low mass stars	ستارگان با جرم پائین
Shell stars	ستارگان پوسته‌ای
Pulsating stars	ستارگان تپنده
Emission-line stars	ستارگان خط گسیلی
W virgins stars	ستارگان W دوشیزه
Flare stars	ستارگان شراره
RR Lyrae stars	ستارگان RR شلیاق
T Tauri stars	ستارگان T گاو
RV Tauri stars	ستارگان RV گاونر
B-emission stars	ستارگان گسیلی B
Variable stars	ستارگان متغیر
P cygni stars	ستارگان P مرغ
Mira stars	ستارگان میرا
Neutron stars	ستارگان نوترونی
O and B stars	ستارگان O و B
Peculiar A stars	ستارگان A ویژه
Barnard's star	ستاره بارنارد
Dark nebula	سحابی تاریک
Orion nebula	سحابی جبار
Loop nebula	سحابی حلقوی
Crab nebula	سحابی خرچنگ
Horse head nebula	سحابی سراسبی
Kleinmann-Low nebula	سحابی کلین من - لو
Gum nebula	سحابی گام
Nebulae	سحابیها



Reflection nebulae	سحابیهای انعکاسی
Planetary nebula(e)	سحابی (های) سیاره نما
Emission nebulae	سحابی‌های گسیلی
Coulombic barrier	سد کولمبی
Space velocity	سرعت فضایی
Stellar velocities	سرعت‌های ستاره‌ای
Arcturus	سماک رامح
Nadir	سمت‌القدم
Age of Universe	سن جهان
Shell burning	سوختن پوسته
Third Cambridge catalog	سومین فهرست کمبریج
Planets	سیارات
Black hole (s)	سیاهچاله (ها)
Harvard spectral classification system	سیستم رده‌بندی طیفی هاروارد
UBV magnitude system	سیستم قدر UBV
Galactocentric system	سیستم کهکشان مرکزی
Galactic coordinate system	سیستم مختصات کهکشانی
Binary Systems	سیستم‌های دوتایی
Binary galactic systems	سیستم‌های کهکشانی دوتایی
Ecliptic coordinate systems	سیستم‌های مختصات دایره‌البروجی
Seyfert, Carl	سیفرت، کارل
(ش)	
Quasi-stellar object	ششی شبه ستاره‌ای
Shapley, Harlow	شاپلی، هارلو
Spectral index	شاخص طیفی
Schechter, Paul	شچتر، پاول

Intensity of radiation	شدت تابش
Schwarzschild radius	شعاع شوارزشیلد
Stellar radii	شعاعهای ستاره‌ای
Principle B	شعرای شامی B
Sirius B	شعرای یمانی B
Hyperfine Splitting	شکافتگی ریز
Star formation	شکل‌گیری ستاره
Planetary formation	شکل‌گیری سیاره‌ای
Planetary systems formation	شکل‌گیری سیستم‌های سیاره‌ای
Shklovski, I.S.	شکلوسکی، آی. اس.
Stars counts	شمارشهای ستارگان
Schwarzschild, Karl	شوارزشیلد، کارل
Shu, Frank	شو، فرانک
Temperachter gradient	شیب دما
Shane, Donald	شین، دونالد
	(ص)
Galactic plane	صفحه کهکشانی
Constellations	صور فلکی
	(ض)
Bow Shock	ضربه کمانی
Absorption Coefficient	ضریب جذب
Extinction coefficient	ضریب خاموشی
	(ط)
Longitude	طول جغرافیایی
Wavelength	طول موج

Spectrometer	طیف سنج
Visible spectrum	طیف مرئی
Spectrograph	طیف نگار
Stellar spectra	طیفهای ستاره‌ای
Ultraviolet spectra	طیف‌های فرابنفش

## (ع)

Transit	عبور
Mach number	عدد ماخ
Gravitational lenses	عدسیهای گرانشی
Latitude	عرض جغرافیایی
Radiation era	عصر تابش
Heavy particle era	عصر ذره سنگین
Matter era	عصر ماده
Light particle era	عصر ذره سبک
Mercury	عطارد
Mathematical operations	عملگرهای ریاضی
Elements	عناصر
Atomic elements	عناصر اتمی

## (غ)

Giants	غولها
Red giants	غولهای قرمز

## (ف)

R process	فرآیند R
S process	فرآیند S
Triple alpha process	فرآیند آلفای سه گانه

Metal abundances	فراوانیهای فلزی
Mesuration formulas	فرمولهای پیمایش
Free fall collapse	فروریزش سقوط آزاد
Gravitational collapse	فروریزش گرانشی
Pressure	فشار
Electron Pressure	فشار الکترون
Vega spacecraft	فضاپیمای نسر واقع
Spacetime	فضا-زمان
Messier's catalog	فهرست مزیر
Henry Draper Catalog	فهرست هنری دراپر
Particle physics	فیزیک ذره
Fisher, J. Richard	فیشر، جی. ریچارد

## (ق)

Centaurus A	A قنطوروس
Centaurus X-3	X-3 قنطوروس
M-L Law	قانون M-L
Stefan's law	قانون استفان
Inverse squar law of light	قانون عکس مربعات نور
Hubble law	قانون هابل
Magnitude	قدر
Bolometric magnitude	قدر تابش سنجی
Stellar magnitude	قدر ستاره‌ای
Apparent magnitude	قدر ظاهری
Absolute magnitude	قدر مطلق
Accretion disk	قرص برافزایشی
Reddening	قرمز شدن

Intrastellar reddening	قرمز شدن بین ستاره‌ای
Redshift	قرمزگرایی
Gravitational redshift	قرمزگرایی گرانشی
Virial theorem	قضیه ویريال
Interstellar polarization	قطبش بین ستاره‌ای
Radio interstellar polarization	قطبش بین ستاره‌ای رادیویی
Stellar diameters	قطرهای ستاره‌ای

## (ک)

Sagittarius A	A کمان
Cannon, Annie J.	کانن، آنی جی
Mass loss	کاهش جرم
Clumping	کپه‌ای شدن
Primeval fireball	کره آتشین اولیه
Stromgren sphere	کره اشترومگرن
Clark, Alvin	کلارک، آلوین
Maunder minimum	کمینه ماندر
Quark	کوآرک
Black dwarfs	کو توله‌های سیاه
Brown dwarfs	کو توله‌های قهوه‌ای
Coal Sack	کول ساک
Galaxy	کهکشان
Andromeda galaxy M31	کهکشان زن به زنجیر بسته (M31)
Milky way Galaxy	کهکشان راه شیری
Galaxies	کهکشانه‌ها
cD galaxies	کهکشانه‌های cD
S0 galaxies	کهکشانه‌های S0

SB galaxies	کهکشانهای SB
Supergiant galaxies	کهکشانهای ابرغول
Starburst galaxies	کهکشانهای انفجار ستاره‌ای
Giant elliptical galaxies	کهکشانهای بیضوی غول
Irregular galaxies	کهکشانهای بی نظم
Radio galaxies	کهکشانهای رادیویی
Extragactic radio galaxies	کهکشانهای رادیویی برون کهکشانی
Coma cluster galaxies	کهکشانهای خوشه گیسو
Seyfert galaxies	کهکشانهای سیفرت
Active gulaxies	کهکشانهای فعال
Local group of galaxies	کهکشانهای گروه محلی
Spiral galaxies	کهکشانهای مارپیچی
Peculiar galaxies	کهکشانهای ویژه
Galactic	کهکشانی
Kohlschutter, A	کهل شاتر، ای
Kennan, P.C.	کینان، پی. سی
Cosmology	کیهانشناسی
Relativistic cosmology	کیهانشناسی نسبیتی
Newtonian cosmology	کیهانشناسی نیوتونی

(گ)

Taurus A	A گاو
Coronal interstellar gas	گاز بین ستاره‌ای تاجی
Interstellar gas	گاز بین ستاره‌ای
Degenerate neutron gas	گاز نوترونی تبهگن
Radiative transport	گذار تابشی
Surface gravity	گرانی سطح

Dust	گرد و غبار
Interstellar dust	گرد و غبار بین ستاره‌ای
Gursky, Herbery	گرسکی، هربرت
Grindley, Jonathan	گریندلی، جوناتان
Globules	گلوبولها
H <sub>2</sub> O (water) emission	گسیل H <sub>2</sub> O (آب)
Thermal radio emission	گسیل رادیویی گرمایی

## (ل)

Star Spots (magnetic variables)	لکه‌های ستاره (متغیرهای مغناطیسی)
Logarithms	لگاریتمها
Leavitt, Henrietta	لویت، هنریتا
Lin, C.C.	لین، سی.سی

## (م)

Mach, Ernst	ماخ، ارنست
Maury, Antonia	ماری، آنتونیا
Maria	ماریا
Mariner 10 (Mercury/Venus)	مارینر ۱۰ (عطارد / زهره)
Spectrum variables	متغیرهای طیفی
Red variables	متغیرهای قرمز
Long-period red variables	متغیرهای قرمز با دوره تناوب بلند
Cepheid variables	متغیرهای قیقاوسی
Cataclysmic variables	متغیرهای کاتاکلسمیک
Magnetic variables	متغیرهای مغناطیسی
Matthews, Thomas	متیوس، توماس
Trigonometric	مثلثاتی

Intergalactic medium	محیط بین کهکشانی
Interstellar medium	محیط بین ستاره‌ای
Distance modulus	مدول فاصله
Color modes	مدهای رنگ
Galactic center	مرکز کهکشان
Messier, Charles	مزیر، چارلز
Mean free path	مسیر آزاد متوسط
Evolutionary tracks	مسیرهای تحولی
Jupiter	مشتری
Barometric equation	معادله فشارسنجی
Homestake mine	معدن هم استیک
Distance scale	مقیاس فاصله
Molecules	ملکولها
Interstellar molecules	ملکولهای بین ستاره‌ای
X-ray sources	منابع پرتو ایکس
Radio source(s)	منبع (های) رادیویی
Rotation curve (Galaxy)	منحنی چرخش (کهکشان)
Velocity curve (Binary system)	منحنی سرعت (سیستم‌های دوتایی)
Spectral energy curves	منحنی‌های انرژی طیفی
Light curve(s)	منحنی (های) نوری
Instability zon (H-R diagram)	منطقه ناپایداری (نمودار H-R)
X-ray bursters	منفجر شونده‌های پرتو ایکس
Carbon monoxide (Co)	منواکسید کربن
Shock wave	موج ضربه
Morgan, W.W.	مورگان، دبلیو. دبلیو
Morgan, Bruce	مورگون، بروس



Mould, Jeremy	مولد، جریمی
OH (Interstellar)	OH (بین‌ستاره‌ای)
Maser	میزر
Declination	میل
Minkowski, R	مینکونسکی، آر
Z components	مؤلفه‌های Z
	(ن)
HI region	ناحیه HI
HII region	ناحیه HII
Astrometry	نجوم سنجی
M/L ratio	نسبت M/L
Mass-luminosity (M/L) ratio	نسبت جرم - تابندگی (M/L)
Relativity	نسبیت
General relativity	نسبیت عام
Stimulated emission	نشر تحریک شده
Meridian	نصف النهار
Grand Unified Theories (GUT <sub>s</sub> )	نظریه‌های وحدت بزرگ
Mass defect	نقص جرم
Apogalacticon	نقطه اوج مدار کهکشانی
Turn off	نقطه قطع
Convergent point	نقطه همگرایی
Exponential notation	نمادنمایی
H-R diagram	نمودار H-R
Color-magnitude diagram	نمودار قدر - رنگ
Hubble diagram	نمودار هابل
Hertzprung-Russell diagram	نمودار هر تسپرانگ - راسل
Spectral type	نمونه طیفی

Nova persei	نواختر برساوش
Nova Aquilae	نواختر عقاب
Nova cygni	نواختر مرغ
Nova(e)	نواختر(ها)
Dwarf novae	نواخترهای کوتوله
Bandpass (UBV)	نوار عبور (UBV)
Neutrinos	نوترینوها
Norman, Michael	نورمن، میکائیل
Solar apex	نوک خورشیدی
Weak force	نیروی ضعیف
Strong force	نیروی قوی
Nuclear force	نیروی هسته‌ای

(و)

SI Units	واحدهای SI
Magnetic Induction Units	واحدهای القاء مغناطیسی
Conversion of units	واحدهای تبدیل
Thermonuclear reactions	واکنشهای گرمای هسته‌ای
Nuclear reactions	واکنشهای هسته‌ای
Fusion reactions	واکنشهای همجوشی
Vaucouleurs, Gerared de	واکولر، جرارد دی
Mean molecular weight	وزن ملکولی متوسط
Space probes	وسایل نقلیه فضایی
Vogt, H	وگت، اچ
Vela X	X ولا
Wolf, C	ولف، سی
Whipple, Fred J	ویپل، فردجی
Wirtanen, Carl	ویرتانن، کارل

Wilson, Robert	ویلسون، رابرت
Herschel, William	ویلیام هرشل
Winkler, Karl-Heinz	وینکلر، کارل - هنز

## (ه)

Hubble, Edwin	هابل، ادوین
Hulse, Russell	هالس، راسل
Halo	هاله
Conduction	هدایت
Hertzprung, Einar	هرتسپرانگ، اینار
Core (stellar)	هسته (ستاره‌ای)
Stellar core	هسته ستاره‌ای
Galactic nuclei	هسته‌های کهکشانی
Helium burning	هلیوم سوزی
Solar neighborhood	همسایه خورشیدی
Analytical geometry	هندسه تحلیلی
Huchra, John	هواچرا، جان
Houk, Nancy	هوک، نانسی
Hewish, Anthony	هویش، آنتونی
Hipparchus	هیپارکوس
Neutral hydrogen	هیدروژن خنثی
Hydrogen burning	هیدروژن سوزی
Humanson, Milton	هیومنسون، میلتن

## (ی)

Units	یکاهها
He <sup>+</sup> ionization	یونیدگی He <sup>+</sup>

## واژه نامه انگلیسی به فارسی

### A

Aaronson, Marc	آثرونسون، مارک
Aaronson-Huchra Mould method	روش آثرونسون - هوچرامولد
Abell Classification	رده بندی آبل
Abell, George	آبل، جورج
Absolute magnitude	قدر مطلق
Absorption Coefficient	ضریب جذب
Active galaxies	کهکشانهای فعال
Adams, W.S.	آدامز، دبل یو.اس
Accretion disk	قرص برافزایشی
Age of Universe	سن جهان
Air mass	جرم هوا
Aldebran (diameter)	چشم گاو (قطر)
Alpha particle	ذره آلفا
Altitude	ارتفاع
Analytical geometry	هندسه تحلیلی
Andromeda galaxy M31	کهکشان زن به زنجیر بسته M31
Apogalacticon	نقطه اوج مدار کهکشانی
Apparent magnitude	قدر ظاهری
Arcturus	سماک رامح

Associations	اجتماعات
Astrometry	نجوم سنجی
Astronomical constants	ثابتهای نجومی
Astronomical seeing	دید نجومی
Atmospheric extinction	خاموشی جوی
Atomic elements	عناصر اتمی
<b>B</b>	
B-emission stars	ستارگان گسیلی B
BL Lacertae objects	اجرام BL سوسمار
BMR	بی ام آر به «نواحی مغناطیسی دو قطبی» مراجعه شود
Baade, Walter	بد، والتر
Background radiation	تابش زمینه
Barnard's star	ستاره بارنارد
Barometric equation	معادله فشارسنجی
Baryons	باریون‌ها
Batuski, David	بتوسکی، دیوید
Bethe, Hans	بته، هنز
Big bangs	انفجار بزرگ
Binary Systems	سیستم‌های دوتایی
Binary galactic systems	سیستم‌های کهکشانی دوتایی
Binary pulsars	تپنده‌های دوتایی
Black dwarfs	کو توله‌های سیاه
Black hole (s)	سیاهچاله (ها)
Bolometric corrections (BC)	تصحیحات تابش سنجی
Bolometric magnitude	قدر تابش سنجی
Bow Shock	ضربه کماتی

Brckett alpha	آلفای براکت
Braginsky, V.B.	براگینسکی، وی.بی
Brahe, Tycho	تیکو براهه
Brown dwarfs	کو توله های قهوه ای
Burnell, Jocelyn Bell	برنل، جوسلی. بل
Burns, Jack	برنز، جک

## C

CaII Spectral lines	خطوط طیفی CaII
Calculus	حساب
Cannon, Annie J.	کانن، آنی ج
Carbon Cycle (CNO)	چرخه کربن (CNO)
Carbon monoxide (C)	منواکسید کربن (C)
Cataclysmic variables	متغیرهای کاتا کلیسمیک
cD Galaxies	کهکشانهای cD
Centaurus A	A قنطوروس
Centaurus X-3	X-3 قنطوروس
Cepheid variables	متغیرهای قیقاووسی
Chandrasekhar limit	حد چاندراسکار
Chemical composition	ترکیب شیمیایی
Clark, Alvin	کلارک، آلوین
Closed models	الگوهای بسته
Clumping	کپه ای شدن
Clustering	خوشه ای شدن
Clusters of galaxies	خوشه های کهکشانها
CNO cycle	چرخه CNO
Coal Sack	کول ساک

color excess	افزایش رنگ
Color modes	مدهای رنگ
Color temperature	دمای رنگ
Color-magnitude diagram	نمودار قدر - رنگ
Coma cluster of galaxies	کهکشانهای خوشه گیسو
Coma Supercluster	ابر خوشه گیسو
Conduction	هدایت
Constellations	صور فلکی
Contact binaries	دوتایی‌های تماسی
Continuum	پیوستار
Contraction	انقباض
Convergent point	نقطه همگرایی
Conversion of units	واحدهای تبدیل
Coorsinate system	سیستم‌های مختصات
Core (stellar)	هسته (ستاره‌ای)
Coronal interstellar gas	گاز بین ستاره‌ای تاجی
Cosmic background radiation	تابش زمینه کیهانی
Cosmic expansion	انبساط کیهانی
Cosmic Parameter (Omega)	پارامتر کیهانی (امگا)
Cosmological redshift	انتقال به قرمز کیهانشناختی
Cosmology	کیهانشناسی
Coulombic barrier	سد کولمبی
Crab nebula	سحابی خرچنگ
Crab nebula Pulsar	تپنده سحابی خرچنگ
Craters	دهانه‌ها
Curvature of Universe	انحنای جهان

Cygnus A Aدجاجه

Cygnus X-1 X-۱دجاجه

## D

Dark bebula سحابی تاریک

Declination میل

Decoupling of matter and energy جدا شدن انرژی و ماده

Degenerate neutron gas گاز نوترونی تبهگن

Density waves امواج چگالی

Derivatives اشتقاقها

Differential galactic rotation چرخش کهکشانی جزئی

Disk population جمعیت قرص

Distance determination تعیین فاصله

Distance modulus مدول فاصله

Distance scale مقیاس فاصله

Draper, Henry دراپر، هنری

Dust گرد و غبار

Dwarf novae نواخترهای کوتوله

## E

Eclipsing binaries دو تایی های گرفتگی

Ecliping spectroscopic binaries دو تایی های گرفتگی طیف سنجی

Ecliptic coordinate systems سیستم های مختصات دایرة البروجی

Eddington, Arthur S ادینگتون، آرتور. اس

Effective temperature دمای موثر

Einstein - Rosen bridge پل انیشتن - رزن

Electron degeneracy تبهگنی الکترون



Electron dinsty	چگالی الکترون
Electron Pressure	فشار الکترون
Elements	عناصر
Emission nebuae	سحابی‌های گسیلی
Emission-line stars	ستارگان خط گسیلی
Energy generation	تولید انرژی
Energy transport	انتقال انرژی
Event (spacetime)	حادثه (فضا زمان)
Event horizon	افق حادثه
Evolutionary tracks	مسیرهای تحولی
Expanding atmosphere (s)	جو در حال انبساط
Expansion of universe	جهان در حال انبساط
Explosive stars	ستارگان انفجاری
Exponential notation	نماد نمایی
Extended atmosphere	جو گسترده
Extinction coefficient	ضریب خاموشی
Extragactic radio galaxies	کهکشانهای رادیویی برون کهکشانی
<b>F</b>	
Faraday rotation	چرخش فاراده
Fisher, J. Richard	فیشر، جی. ریچارد
Flare stars	ستارگان شراره
Fornax cluster	خوشه کوره
Fourier analysis	تجزیه و تحلیل فوریه
Free fall collapse	فروریزش سقوط آزاد
Fusion reactions	واکنش‌های همجوشی

## G

Galactic	کهکشانی
Galactic Cannibalism	آدم خواری کهکشانی
Galactic center	مرکز کهکشان
Galactic cluster (s)	خوشه (های) کهکشانی
Galactic coordinate system	سیستم مختصات کهکشانی
Galactic equator	استوای کهکشانی
Galactic nuclei	هسته‌های کهکشانی
Galactic plane	صفحه کهکشانی
Galactic rotation	چرخش کهکشانی
Galactic struture	ساختار کهکشانی
Galactocentric system	سیستم کهکشان مرکزی
Galaxies	کهکشانه‌ها
Galaxy	کهکشان
General obscuration	تیرگی کلی
General relativity	نسبیت عام
Geometry analytical	هندسه (تحلیلی)
Giant elliptical galaxies	کهکشانه‌های بیضوی غول
Giant molecular clouds	ابراهای مولکولی غول
Giants	غولها
Globular clusters	خوشه‌های کروی
Globules	گلبولها
Grains	دانه‌ها
Grand United Theories (GUT <sub>s</sub> )	نظریه‌های وحدت بزرگ
Gravitational collapse	فروریزش گرانشی
Gravitational lenses	عدسیهای گرانشی

Gravitational mass	جرم گرانشی
Gravitational redshift	قرمزگرایی گرانشی
Greek alphabet	الفبای یونانی
Grindley, jonathan	گریندلی، جوناتان
GUM nebula	سحابی گام
Gursky, Herbery	گرسکی، هربرت
<b>H</b>	
H alpah line	خط H آلفا
HI region	ناحیه HI
HII region	ناحیه HII
H-R diagram	نمودار H-R
H <sub>2</sub> O (water) emission	گسیل H <sub>2</sub> O (آب)
Halo	هاله
Halo population II	جمعیت II هاله
Harvard spectral classification system	سیستم رده‌بندی طیفی هاروارد
He <sup>+</sup> ionization	یونیدگی He <sup>+</sup>
Heavy particle era	عصر ذره سنگین
Heliocentric Paralax	اختلاف منظر خورشید مرکزی
Helium burning	هلیوم سوزی
Helium flash	برق زنی هلیوم
Henry Draper Catalog	فهرست هنری دراپر
Hercules cluster	خوشه هرکول
Hercules supercluster	ابر خوشه هرکول
Herschel, William	ویلیام هرشل
Hertzprung, Einar	هرتسپرانگ، اینار
Hertzprung-Russell diagram	نمودار هرتسپرانگ - راسل

Hewish, Anthony	هویش، آنتونی
High velocity clouds	ابره‌ای با سرعت بالا
High velocity objects	اجرام با سرعت بالا
Hipparchus	هیپارکوس
Homestake mine	معدن هم استیک
Horse head nebula	سحابی سزاسبی
Houk, Nancy	هوک، نانسی
Hour angle	زاویه ساعتی
Hubble Atlas of Galaxies	اطلس هابل کهکشانشها
Hubble Constant	ثابت هابل
Hubble diagram	نمودار هابل
Hubble law	قانون هابل
Hubble time	زمان هابل
Hubble, Edwin	هابل، ادوین
Huchra, John	هوچرا، جان
Hulse, Russell	هالس، راسل
Humanson, Milton	هیومنسون، میلتن
Hyades cluster	خوشه هیادز
Hydrogen burning	هیدروژن سوزی
Hydrogen corona (comets)	تاج هیدروژن (دنباله دارها)
Hyperfine Splitting	شکافتگی ریز

## I

IRAS (Infrared Astronomical Satellite)	آی آر اس (ماهواره نجومی فروسرخ)
Inflationary Universe	جهان تورمی
Instability zon (H-R diagram)	منطقه پایداری (نمودار H-R)
Integrals	انتگرالها

Intensity of radiation	شدت تابش
Intergalactic medium	محیط بین کهکشانی
International Astronomical Union (IAU)	اتحادیه نجومی بین المللی
Interstellar absorption	جذب بین ستاره‌ای
Interstellar dust	گرد و غبار بین ستاره‌ای
Interstellar extinction	خاموشی بین ستاره‌ای
Interstellar gas	گاز بین ستاره‌ای
Interstellar grains	دانه‌های بین ستاره‌ای
Interstellar medium	محیط بین ستاره‌ای
Interstellar molecules	مولکولهای بین ستاره‌ای
Interstellar obscuration	تیرگی میان ستاره‌ای
Interstellar absorption lines	خطوط جذبی بین ستاره‌ای
Interstellar polarization	قطبش بین ستاره‌ای
Interstellar radio lines	خطوط رادیویی بین ستاره‌ای
Inverse squar law of light	قانون عکس مربعات نور
IRAS (Infrared Astronomical satellit)	آی. آر. ای. اس (ماهواره نجومی فروسرخ)
Irregular galaxies	کهکشانهای بی نظم
Isochrones	تکفام
Isophotal contoure	پریندهای تکفام
<b>J</b>	
Jets	جت‌ها
Johnson, Harold	جانسون، هارولد
Joss, Paul	جاس، پاول
Jupiter	مشتری

**K**

Kennan, P.C.	کینان، پی.سی
Keplerian motions	حرکات کیپلری
Kinetic energy	انرژی جنبشی
Kleinmann-Low nebula	سحابی کلین من - لو
Kohlschutter, A	کهل شاتر، ای

**L**

Latitude	عرض جغرافیایی
Leavitt, Henrietta	لویت، هنریتا
Light curve(s)	منحنی (های) نوری
Light house model of Pulsars	الگوی تپنده‌های فانوس دریایی
Light particle era	عصر ذره سبک
Light year	سال نوری
Lin, C.C.	لین، سی.سی
Line blanketing	پوشش خط
Local group of galaxies	کهکشانها گروه محلی
Local standard of rest (LSR)	استاندارد سکون محلی
Local supercluster	ابرخوشه
Logarithms	لگاریتمها
Long-period red variables	متغیرهای قرمز با دوره تناوب بلند
Longitude	طول جغرافیایی
Loop nebula	سحابی حلقوی
Lorentz factor	سازه لورنتز
Los Alamos National Laboratory	آزمایشگاه ملی لوس آلاموس
Low mass stars	ستارگان با جرم پائین
Luminosity	تابندگی

Luminosity classifications	رده‌های تابندگی
Luminosity function	تابع تابندگی
Lunar librations	آزادسازیهای قمری
Lunar occultation (stellar diameter)	پوشیدگی قمری (قطر ستاره‌ای)
<b>M</b>	
M-K luminosity classification (Morgan-Keenan)	رده‌بندی تابندگی M-K (مورگان - کینان)
M-L Law	قانون M-L
M/L ratio	نسبت M/L
M101	M101
M67	M67
M81	M81
M82	M82
M87	M87
Mach number	عدد ماخ
Mach, Ernst	ماخ، ارنست
Magellanic clouds	ابره‌های ماژلانی
Magellanic Stream	جویبار ماژلانی
Magnetic Induction Units	واحدهای القاء مغناطیسی
Magnetic variables	متغیرهای مغناطیسی
Magnitude	قدر
Main Sequence	رشته اصلی
Main Sequence fitting	برازش رشته اصلی
Maria	ماریا
Mariner 10 (Mercury/Venus)	مارینر ۱۰ (عطارد / زهره)
Maser	میزر
Mass defect	نقص جرم

Mass exchange	تعویض جرم
Mass function	تابع جرم
Mass loss	کاهش جرم
Mass-luminosity relationship	رابطه جرم - تابندگی
Mass-radius relationship	رابطه جرم - شعاع
Mathematical operations	عملیات ریاضی
Matter era	عصر ماده
Matthews, Thomas	متیوس، توماس
Maunder minimum	کمینه ماندر
Maury, Antonia	ماری، آنتونیا
Mean free path	مسیر آزاد متوسط
Mean molecular weight	وزن ملکولی متوسط
Mean parallax	اختلاف منظر متوسط
Mercury	عطارد
Meridian	نصف النهار
Messier's catalog	فهرست مزیر
Messier, Charles	مزیر، چارلز
Mesuration formulas	فرمولهای پیمایش
Metal abundances	فراوانیهای فلزی
Milky way Galaxy	کهکشان راه شیری
Minkowski, R	مینکونسکی، آر
Mira stars	ستارگان میرا
Missing mass	جرم گم شده
Model stellar atmosphere	الگوی جو ستاره‌ای
Molecular clouds	ابرهای مولکولی
Molecules	ملکولها



Moons	اقمار
Morgan, W.W.	مورگان، دبل یو. دبل یو
Morgan-Keenan Luminosity	تابندگی مورگان - کینان
Morgon, Bruce	مورگان، بروس
Mould, Jeremy	مولد، جریمی
Moving clusters	خوشه‌های متحرک
Multiplicity	چندتایی
<b>N</b>	
Nebulae	سحابیها
Neutral hydrogen	هیدروژن خنثی
Neutrinos	نوترینوها
Neutron stars	ستارگان نوترونی
Newtonian cosmology	کیهانشناسی نیوتونی
Nonthermal radiation	تابش غیر گرمایی
Norman, Michael	نورمن، میکائیل
Nova(e)	نواختر(ها)
Nova Aquilae	نواختر عقاب
Nova cygni	نواختر مرغ
Nova persei	نواختر پرساوش
Nuclear force	نیروی هسته‌ای
Nuclear reactions	واکنش‌های هسته‌ای
Nucleosynthesis	تجزیه هسته‌ای
Nutation	رقص
<b>O</b>	
O and B stars	ستارگان O و B

OB Associations	اجتماعات OB
Oblique rotator	چرخنده مایل
Obliquity	تمایل
OH (interstellar)	OH (بین ستاره‌ای)
Omega	امگا
Open clusters	خوشه‌های باز
Orion nebula	سحابی جبار

## P

Palomar sky survey	بررسی آسمان پالومار
Panov, V.I	پانوف. وی. آی
Parsec	پارسک
Particle physics	فیزیک ذره
Particle threshold temperature	دمای آستانه ذره
Peculiar galaxies	کهکشانهای ویژه
Peculiar motions	حرکات ویژه
Penzias, Arno	پنزیاس، آرنو
Perigalaction	پیش کهکشانی
Period-density relationship	رابطه دوره تناوب - چگالی
Period-luminosity relationship	رابطه دوره تناوب - تابندگی
Perseus supercluster	ابر خوشه برساوش
Planetary formation	شکل‌گیری سیاره‌ای
Planetary nebula(e)	سحابی (های) سیاره‌نما
Planetary systems formation	شکل‌گیری سیستم‌های سیاره‌ای
Planets	سیارات
Pleiades	خوشه پروین
Pogson, N.R.	پوگسن، ان. آر

Polarized radiation	تابش قطبیده
Polsar(s)	تپنده (ها)
Positron	پاد الکترون
Power (units)	توان (واحد‌ها)
Population I	جمعیت I
Population II	جمعیت II
Praesepe cluster	خوشه پراسپ
Pre-Main sequence	پیش رشته اصلی
Pressure	فشار
Principle of equivalence	اصل هم ارزی
Primeval fireball	کره آتشین اولیه
Primordial deuterium	دوتریوم اولیه
Proper motion	حرکت ویژه
Proton-proton (pp) chain	زنجیره پروتون - پروتون (pp)
Protostars	پیش ستارگان
Ptolemy (magnitude scale)	بطلمیوس (مقیاس قدر)
Pulsating stars	ستارگان تپنده
P-L relationship	رابطه P-L
P cygni stars	ستارگان P مرغ
<b>Q</b>	
Quark	کوارک
Quasars	اختروشها
Quasi-stellar object	ششی شبه ستاره‌ای
<b>R</b>	
R process	فرآیند R

RR Lyrae stars	ستارگان RR شلیاق
RS CV <sub>n</sub> stars	ستارگان RS CV <sub>n</sub>
RV Tauri stars	ستارگان RV گاونر
Radial speed	تندی شعاعی
Radiation	تابش
Radiation era	عصر تابش
Radiative transport	گذار تابشی
Radio bursts	انفجارات رادیویی
Radio continuum	پیوستار رادیویی
Radio galaxies	کهکشانهای رادیویی
Radio hydrogen recombination	ترکیب مجدد هیدروژن رادیویی
Radio interstellar polarization	قطبش بین ستاره‌ای رادیویی
Radio recombination lines	خطوط ترکیب مجدد رادیویی
Radio source(s)	منبع (های) رادیویی
Rayet, G	رایت، جی
Red giants	غولهای قرمز
Reddening	قرمز شدن
Redshift	قرمزگرایی
Reflection nebulae	سحابیهای انعکاسی
Reifenstein, Edward C	ریفن استین، ادواردسی
Relativistic beaming	باریک شدن نسبی
Relativistic cosmology	کیهانشناسی نسبی
Relativity	نسبیت
Resonance line	خط تشدید
Right ascension	زاویه بعد
Rigid body rotation	چرخش جسم صلب

Roche lobes	روح لب‌ها
Rotation curve (binary systems)	منحنی چرخش (سیستم‌های دوتایی)
Russell, Henry Norris	راسل، هنری نوریس
<b>S</b>	
S process	فرآیند S
S stars	ستارگان S
SB galaxies	کهکشانهای SB
SI Units	واحدهای SI
Sandage, Allan	ساندیج، آلن
Sandage-Tamann method	روش ساندیج - تامان
Sanduleak, Nicholas	ساندولیک، نیکلاس
Satelites	اقمار مصنوعی
Scattering	پراکنندگی
Schechter, Paul	شچتر، پاول
Schmidt, Maarten	اشمیت، مارتن
Schwarzschild radius	شعاع شوارزشیلد
Schwarzschild, Karl	شوارزشیلد، کارل
Seyfert galaxies	کهکشانهای سیفرت
Seyfert, Carl	سیفرت، کارل
Sgr A	اس جی آر ۱
Shane, Donald	شین، دونالد
Shapley, Harlow	شاپلی، هارلو
Shell burning	سوختن پوسته
Shell stars	ستارگان پوسته‌ای
Shklovski, I.S.	شکلوسکی، آی. اس.
Shock wave	موج ضربه

Shu, Frank	شو، فرانک
Singularity	تکینگی
Slipher, Veso M	اسلیفر، وستوام
S0 galaxies	کهکشانهای S <sub>0</sub>
Solar	خورشیدی
Solar antapex	پاذنوک خورشیدی
Solar apex	نوک خورشیدی
Solar constant	ثابت خورشیدی
Solar luminosity	تابندگی خورشیدی
Solar motion	حرکات خورشیدی
Solar neighborhood	همسایگی خورشید
Space probes	وسایل نقلیه فضایی
Space velocity	سرعت فضایی
Spacetime	فضا-زمان
Spallation	خرده ریز
Speckle interferometry	تداخل سنج اسپکل
Spectral classification	رده بندی طیفی
Spectral energy curves	منحنی های انرژی طیفی
Spectral index	شاخص طیفی
Spectral type	نمونه طیفی
Spectrograph	طیف نگار
Spectrometer	طیف سنج
Spectroscopic binaries	دوتایی های طیف سنجی
Spectroscopic parallaxes	اختلاف منظرهای طیف سنجی
Spectrum variables	متغیرهای طیفی
Speed	تندی

Speed of light	تندی نور
Spiral galaxies	کهکشانه‌های مارپیچی
Spiral structure	ساختار مارپیچی
Staelen, David H	استیلن - دیوید اچ
Star Spots (magnetic variables)	لکه‌های ستاره (متغیرهای مغناطیسی)
Star clouds	ابره‌های ستاره
Star clusters	خوشه‌های ستاره
Star distribution	توزیع ستاره
Star formation	شکل‌گیری ستاره
Starburst galaxies	کهکشانه‌های انفجار ستاره‌ای
Stars	ستارگان
Stars counts	شمارش‌های ستارگان
Statistical paralaxes	اختلاف منظرهای آماری
Stefan's law	قانون استفان
Stefan-Boltzmann Constant	ثابت استفان - بولتزمان
Stellar Structure	ساختار ستاره‌ای
Stellar associations	انجمن‌های ستاره‌ای
Stellar classification	رده‌بندی ستاره‌ای
Stellar clusters	خوشه‌های ستاره‌ای
Stellar composition	ترکیب ستاره‌ای
Stellar core	هسته ستاره‌ای
Stellar diameters	قطرهای ستاره‌ای
Stellar evolution	تحول ستاره‌ای
Stellar interferometer (Michelson)	تداخل سنج ستاره‌ای (مایکلسن)
Stellar interiors	درون‌های ستاره‌ای
Stellar magnitude	قدر ستاره‌ای

Stellar masses	جرمهای ستاره‌ای
Stellar motions	حرکات ستاره‌ای
Stellar populations	جمعیت‌های ستاره‌ای
Stellar radii	شعاعهای ستاره‌ای
Stellar rotation	چرخش ستاره‌ای
Stellar spectra	طیفهای ستاره‌ای
Stellar velocities	سرعت‌های ستاره‌ای
Stellar winds	بادهای ستاره‌ای
Stellar atmospheres	جوهای ستاره‌ای
Stephenson, Bruce	استیفنسون، بروس
Stimulated emission	نشر تحریک شده
Stromgren sphere	کره اشترومگرن
Strong force	نیروی قوی
Struve, F.	استرو، اف
Subdwarfs	زیر کوتوله‌ها
Sunspot maximum	بیشینه لکه خورشیدی
Superclusters	ابر خوشه‌ها
Supergiant galaxies	کهکشانهای ابرغول
Supergiants	ابرغولها
Superluminal motions	حرکات ابرتابان
Supernova	ابرنواختر
Supernova explosion	انفجار ابرنواختر
Supernova of 1054	ابرنواختر ۱۰۵۴
Supernova remnants	باقیمانده‌های ابرنواختری
Supernovae	ابرنواخترها
Surface gravity	گرانی سطح



Synchrotron radiation	تابش همزمان
<b>T</b>	
T Tauri stars	ستارگان T گاو
Tammann, Gustav	تامان، گاستاو
Tangential speed	تندی مماسی
Television camera	دوربین تلویزیونی
Temperachter gradient	شیب دما
Thermal bremsstrahlung	برمشتراک گرمايي
Thermal radio emission	گسیل رادیویی گرمایی
Thermodynamic equilibrium	تعادل ترمودینامیکی
Thermonuclear reactions	واکنشهای گرمای هسته‌ای
Third Cambridge catalog	سومین فهرست کمبریج
Transit	عبور
Trapezium cluster	خوشه ذوزنقه‌ای
Trigonometric parallax	اختلاف منظر مثلثاتی
Triple alpha process	فرآیند آلفای سه گانه
Trumpler, Robert, J.	ترامپلر، رابرت، جی
Tully, R. Brent	تولی، آر. برنت
Tully-Fisher relationship	رابطه تولی - فیشر
Turn off	نقطه قطع
Tycho Brahe	تیکو براهه
Tycho's supernova	ابر نواختر تیکو
<b>U</b>	
UBV magnitude system	سیستم قدر UBV
Uhuru X-ray instrument	ابزار پرتو ایکس اوهورو

Ultraviolet spectra	طیف‌های فرابنفش
Units	یک‌ها
Uranus	اورانوس

## V

Variable stars	ستارگان متغیر
Vaucouleurs, Gerard de	واکولر، جرارد دی
Vectors	بردارها
Vega pulsar	تپنده نسر واقع
Vega spacecraft	فضاپیمای نسر واقع
Vela X	X ولا
Velocity dispersion	پراکندگی سرعت
Virgo cluster	خوشه سنبله
Visible spectrum	طیف مرئی
Visual binaries	دوتایی‌های مرئی
Volcanoes (volcanism)	آتشفشان
Volf, C	ولف، سی

## W

W-R stars	ستارگان W-R
WC stars	ستارگان WC
WN stars	ستارگان WN
W virgins stars	ستارگان W دوشیزه
Water (molecular clouds)	آب (ابرهای مولکولی)
Wavelength	طول موج
Weak force	نیروی ضعیف
Weightlessness	سبک وزنی

Whipple's dirty iceberg model	الگوی توده یخ شناور کثیف ویپل
Whipple, Fred J	ویپل، فردجی
White hole	حفره سفید
Wilson, Robert	ویلسون، رابرت
Winkler, Karl-Heinz	وینکلر، کارل - هنز
Wirtanen, Carl	ویرتانن، کارل
Wormhole	حفره کرم
<b>X</b>	
X-3 Centaurus	X-۳ قنطورس
X-1 Cygnus	X-۱ دجاچه
X-ray binaries	دوتایی‌های پرتو ایکس
X-ray bursters	منفجر شونده‌های پرتو ایکس
X-ray sources	منابع پرتو ایکس
<b>Y</b>	
Year	سال
<b>Z</b>	
Z components	مؤلفه‌های Z
Zenith angle	زاویه سمت الراس
Zero-age main sequence	رشته اصلی سن صفر
cD galaxies	کهکشانهای cD

## نمایه

- (آ)
- ابرنواخترها، ۲۱۸، ۲۱۹
- آدمخواری کهکشانی، ۵۲۵، ۵۲۶
- آر تور. اس. ادینگتون، ۱۱۹
- ابره‌ای با سرعت بالا، ۴۲۵، ۴۳۱
- آرنوینزیاس، ۶۱۲
- ابره‌ای تاریک، ۲۰۱، ۲۴۶، ۳۴۷
- آشفستگی‌های بی‌درو، ۶۳۸، ۶۳۹
- ابره‌ای ستاره‌ای، ۱۷۹، ۱۸۱
- آشفستگی‌های هم‌دما، ۶۳۸
- ابره‌ای ماژلانی، ۱۹۳، ۴۲۶، ۴۳۲
- آلن ساندریج، ۵۷۴
- ابره‌ای مولکولی، ۲۲۶، ۴۱۹، ۴۳۴
- آلوین کلارک، ۳۰۲
- ابره‌ای مولکولی غول، ۲۲۷
- آتونیا موری، ۱۶۲
- ابرهایی با سرعت بسیار بالا، ۴۲۵
- آتونی هیویش، ۳۱۰
- ابرهایی با سرعت متوسط، ۴۲۵
- آنی ج. کانن، ۱۵۱
- اثر تابندگی، اثر گرانش سطحی یا اثر فشار، ۱۶۳
- اجتماعات OB، ۲۴۴، ۴۲۸
- آی. اس. شکلوسکی، ۳۷۰
- اجرام BL سوسمار، ۵۶۱، ۵۸۸، ۵۹۵
- (ا)
- اجرام هاله‌ای فشرده‌ای سنگین، ۴۳۲
- ا. آر. ساندریج، ۱۶۱
- اجرام هریگ - هارو، ۲۴۵
- اجنار هرتسپرونگ، ۱۵۷
- ابریاد، ۲۸۰
- اچ. ال. جانسون، ۹۸، ۱۶۰، ۱۶۱
- ابر خوشه محلی، ۵۱۲، ۵۴۱، ۵۵۰
- اخروشها، ۳۸۷، ۵۷۹، ۶۴۳
- ابر خوشه‌ها، ۵۱۷، ۵۴۸، ۶۴۸
- اختلاف منظر خورشید مرکزی، ۹۱
- اختلاف منظر متوسط، ۹۳
- اختلاف منظر مثلثاتی، ۹۱، ۱۱۹، ۴۱۵
- اختلاف منظرهای آماری، ۹۳، ۳۴۴، ۵۰۲
- ابر خوشه هرکول، ۵۳۵، ۵۴۹
- ابرنواخترا، ۲۱۸، ۳۷۰، ۵۹۴
- ابرنواخترا تیکو، ۲۱۹، ۲۲۱

- انقباض، ۲۲۰، ۳۴۱، ۶۲۷  
 اولین بیرون کشیدن، ۲۹۱
- (ب)
- بادهای ستاره‌ای، ۱۷۳، ۲۹۱، ۳۵۷  
 باریک کردن نسبی، ۵۸۷  
 باریونها، ۶۴۵، ۶۴۶  
 بازوهای مارپیچی، ۱۸۹، ۴۲۷، ۵۰۰  
 برآمدگی مرکزی، ۱۸۰، ۴۳۳، ۴۷۳  
 برجستگی هسته مرکزی، ۱۸۱  
 بردارها، ۲۲۳  
 بررسی آسمانی پالومار، ۱۱۰  
 برساوش، ۱۷۹، ۴۰۲، ۴۳۰  
 بعید کهکشانی، ۴۱۳، ۴۱۴، ۴۵۲  
 بقایای ابرنواختری، ۲۱۹  
 بیضوی کوتوله، ۴۶۶، ۵۱۸، ۵۲۶  
 بی. مارگون، ۱۵۵
- (پ)
- پاد الکترون، ۲۶۵، ۶۳۰، ۶۳۲  
 پارسک، ۹۱، ۲۴۴، ۶۲۲  
 پاشیدگی، ۳۱۲  
 پاول شچتر، ۵۲۴  
 پایستگی جرم، ۶۰۹  
 پایستگی شار مغناطیسی، ۲۳۵، ۳۰۷، ۳۱۴  
 پراش، ۱۳۶، ۱۳۷  
 پراکندگی الکترون، ۲۵۹، ۲۶۱  
 پرتوهای کیهانی، ۲۱۴، ۴۵۰، ۴۵۴
- اختلاف منظرهای خوشه متحرک، ۳۹۹، ۴۱۶  
 اختلاف منظرهای طیف سنجی، ۱۷۰  
 ادوارد سی. رfnشتاین، ۳۱۹  
 ادوین هابل، ۴۹۳  
 ارتفاع، ۱۰۳، ۴۲۳، ۴۴۴  
 استانه‌ارد محلی سکون، ۳۹۷  
 استوای کهکشانی، ۱۸۱، ۴۳۴، ۴۳۸  
 اصل طرد پاولی، ۲۹۹  
 اصل کیهانشناختی، ۶۰۳  
 اف. استرو، ۹۱  
 افزایش رنگ، ۱۰۵، ۲۰۶، ۲۴۹  
 اقیهای واقعه، ۳۲۷، ۳۲۹  
 اقمار مصنوعی، ۱۰۸  
 ا. کهلشتر، ۱۶۲  
 الگوهای دانه هسته - گوشته، ۲۱۰  
 الگوهای ستاره‌ای، ۱۰۸، ۲۶۹، ۲۸۷  
 الگوی فانوس دریایی، ۳۱۴، ۳۱۶، ۳۲۳  
 امواج چگالی، ۱۹۵، ۴۴۳، ۴۸۳  
 ان. آر. پاگسون، ۹۴  
 انبساط کیهانی، ۴۹۸، ۶۲۲، ۶۲۳  
 انتقال انرژی، ۲۵۸، ۲۷۱، ۲۷۷  
 انتقال تابشی، ۲۵۹، ۲۷۴، ۲۹۳  
 اندازه نشر، ۲۱۸  
 انفجار ابرنواختر، ۲۸۲، ۳۷۸، ۳۸۴  
 انفجارات رادیویی، ۳۴۹، ۳۸۱  
 انفجار بزرگ، ۴۹۹، ۶۳۷، ۶۵۰  
 انفجار ستارگان، ۳۱۹

پنجاه ها، ۳۱۰، ۳۸۶، ۴۴۰	پوشش خطی، ۱۴۶
پنجاه های دوتایی، ۳۱۷	پوشیدگی قمری، ۱۳۵
پنجاه های میلی ثانیه ای، ۳۱۱، ۳۱۷	پهن شدگی فشار، ۱۶۶
	پی. سی. کینان، ۱۶۲
(ت)	
تجزیه نوری، ۳۷۳، ۶۳۲، ۶۵۰	پیش رشته اصلی، ۲۳۲، ۳۴۷، ۳۴۸
تحول ستاره ای، ۱۶۱، ۲۷۲، ۳۵۷	پیش ستارگان، ۲۳۲، ۲۴۲
تداخل سنج ستاره ای، ۱۳۵	پیش ستاره، ۲۲۴، ۲۸۷، ۳۴۹
تداخل سنجی، ۱۳۵، ۱۳۸، ۱۳۷	پیش کهکشانی، ۴۴۶، ۶۴۲
تداخل سنجی لک دار، ۱۳۷، ۱۳۸	پیوستار، ۱۱۱، ۵۷۸، ۵۹۸
تراز هم شدت، ۴۶۹، ۴۷۰، ۵۱۴	پیوستار رادیویی، ۱۹۵، ۳۷۰، ۵۶۴
ترکیب شیمیایی، ۲۶۹، ۲۷۲، ۴۷۹	تابش، ۹۷، ۲۶۹، ۶۵۰
تصحیحات تابش سنجی، ۱۰۸، ۱۶۶	تابش زمینه، ۵۴۰، ۶۲۸، ۶۴۸
تصحیح تابش سنجی، ۱۰۸	تابش زمینه کیهانی، ۵۴۰، ۶۱۴، ۶۳۹
تعادل ترمودینامیکی، ۱۴۴	تابش غیر گرمایی، ۳۷۰
تعادل هیدرواستاتیکی، ۱۴۵، ۲۷۱، ۳۴۱	تابش قطبیده، ۳۷۲، ۴۵۰
تعیین فاصله، ۹۴، ۳۷۰، ۵۴۱	تابش هم زمانی، ۳۷۰
تکانه زاویه ای، ۱۱۴، ۳۳۵، ۵۲۷	تابع تابندگی، ۱۸۴
تک خط، ۱۲۱	تابع جرم، ۱۲۶، ۳۸۳، ۳۹۰
تک قطبی های مغناطیسی، ۶۳۴، ۶۴۸	تابع هم بستگی دو نقطه، ۵۳۴
تکینگی، ۳۲۴، ۳۲۸، ۳۲۹	تابندگی، ۹۴، ۲۷۰، ۶۴۲
تمایز چگالی، ۶۳۸، ۶۴۲	تابندگی خورشیدی، ۱۰۷، ۲۶۱، ۲۶۵
تمایل، ۱۴۲، ۳۸۵، ۶۵۰	تابندگی مورگان - کینان، ۱۶۳، ۱۶۴
تندی شعاعی، ۱۲۳، ۴۱۶، ۶۲۳	تاریکی بین کهکشانی، ۵۴۹
تندی مماسی، ۳۹۶، ۴۰۶، ۴۱۶	تبهنگی الکترون، ۳۳۴
تندی نور، ۱۲۳، ۳۲۵، ۶۳۶	تپ داخلی، ۳۲۰
توان، ۲۷۲، ۵۵۳، ۵۸۲	تپش های حرارتی، ۲۸۰، ۲۹۰، ۲۹۱
توزیع ستارگان، ۱۸۲، ۴۲۶	تپنده سحابی خرچنگ، ۳۱۹، ۳۳۳

جورج آبل، ۵۱۸، ۵۲۹  
 جو ستاره‌ای، ۱۴۳، ۴۴۷، ۶۳۰  
 جوسلین بل برنل، ۳۱۰  
 جو گسترده، ۳۵۳، ۳۵۴، ۳۵۶  
 جوهای ستاره‌ای، ۱۲۰، ۳۵۳، ۳۵۵  
 جویبار ماژلانی، ۴۲۵، ۴۲۶  
 جوی در حال انبساط، ۱۶۹  
 جهان تورمی، ۶۳۶  
 جی. برنز، ۵۳۲، ۵۷۳، ۵۷۵  
 جی. تامان، ۵۱۱  
 جی. ریت، ۱۶۸  
 جی. گریندلی، ۴۳۹

(ج)

چارلز مزیر، ۱۶۱، ۱۷۹  
 چرخش جزیی، ۳۹۲، ۴۰۶، ۴۱۹  
 چرخش جزیی کهکشانی، ۴۰۲، ۴۰۴، ۴۱۹  
 چرخش جسم صلب، ۱۹۰، ۱۹۷، ۴۰۳  
 چرخش فاراده، ۳۱۳، ۴۵۰  
 چرخش کهکشانی، ۳۹۲، ۴۱۳، ۶۴۴  
 چرخه CNO، ۲۶۵، ۲۸۲، ۳۵۷  
 چرخه لکه خورشیدی، ۳۵۱  
 چرخه کربن، ۲۶۵، ۲۶۸  
 چشم گاو، ۱۳۷  
 چگالی الکترون، ۱۶۶، ۳۱۳، ۴۵۰  
 چگالی بحرانی، ۶۱۱، ۶۲۷، ۶۴۸  
 چگالی جرمی، ۱۴۴، ۶۳۰، ۶۴۹  
 چگالی‌های شار، ۱۰۸، ۴۸۰

تولید انرژی، ۲۶۱، ۲۷۰، ۲۹۱  
 توماس ماتیوس، ۵۷۴  
 تهی جا عوا، ۵۳۲  
 تیرگی بین ستاره‌ای، ۴۱۰  
 تیکویراهه، ۹۱

(ث)

ثابت اورت، ۴۰۶، ۴۰۸  
 ثابت خورشیدی، ۱۰۷  
 ثابت هابل، ۴۹۵، ۵۹۳، ۶۲۲

(ج)

جت‌ها، ۲۴۵، ۵۸۷، ۵۸۸  
 جدول تناوبی، ۳۷۵  
 جذب بین ستاره‌ای، ۱۸۳، ۳۸۸، ۳۹۱  
 جرارد دوکولورز، ۵۳۱  
 جرقه هلیوم، ۲۷۹، ۲۸۶  
 جرم - شعاع، ۱۳۱، ۳۰۱، ۳۳۱  
 جرم گرانشی، ۶۰۱  
 جرم گمشده، ۵۴۶، ۶۳۴  
 جرمهای ستاره‌ای، ۱۱۸، ۱۳۸، ۱۴۰  
 جرم هوا، ۱۰۴  
 جمعیت I، ۱۶۰، ۴۲۷، ۶۴۸  
 جمعیت II، ۱۶۰، ۳۵۹، ۴۲۷  
 جمعیت قرصی، ۱۸۹  
 جمعیت منتهی الیه II، ۱۸۸  
 جمعیت II هاله، ۴۲۷  
 جمعیت‌های ستاره‌ای، ۱۶۰، ۴۲۸، ۶۴۲

خوشه‌های منظم، ۵۱۸، ۵۲۱، ۵۴۸  
 خوشه‌های نامنظم، ۵۱۸، ۵۲۱  
 خوشه هرکول، ۵۲۱، ۵۳۵، ۵۴۹  
 خوشه هیادز، ۴۱۶  
 خوشه کروی، ۱۱۰، ۳۵۹، ۵۱۵

(د)

دانه‌های غبار بین ستاره‌ای، ۲۰۷  
 دانه‌های غبار، فضای بین ستاره‌ای، ۲۱۳  
 دبلو. اس. آدامز، ۱۶۲  
 دبل یو. دبل یو. مورگان، ۱۶۲  
 A دجاجه، ۵۶۸، ۵۶۹، ۵۷۰  
 ۱-X دجاجه، ۵۵۶  
 دسته‌بندی، ۱۳۴، ۵۴۴، ۵۶۸  
 دمای رنگ، ۱۵۶، ۱۶۲، ۱۶۶  
 دمای موثر، ۱۰۷، ۲۹۵، ۳۸۵  
 دوتایی طیف سنجی، ۱۲۰، ۱۳۰، ۱۴۰  
 دوتایی طیفی، ۱۱۵، ۱۲۰، ۱۲۲  
 دوتایی ظاهری، ۱۱۴  
 دوتایی گرفتگی، ۱۱۵، ۱۴۱، ۳۳۸  
 دوتایی مرئی، ۱۱۴، ۱۱۹، ۱۴۰  
 دوتایی نجوم سنجی، ۱۱۴  
 دوتایی‌های تماسی، ۱۳۳، ۱۳۴  
 دوتایی‌های طیف سنجی، ۱۲۰، ۱۲۷، ۱۳۸  
 دوتایی‌های گرفتگی، ۱۲۷، ۱۳۰، ۱۳۲  
 دوتایی‌های مرئی، ۱۱۵، ۱۲۷  
 دوتریوم، ۲۲۵، ۳۰۸، ۶۵۰  
 دو خطی، ۱۲۱، ۱۳۳، ۱۴۰

چندتایی، ۱۱۳، ۳۸۰، ۳۸۵  
 حد چاندراسکار، ۳۰۰، ۳۸۹، ۵۰۵  
 حرکات ابر تابان، ۵۸۵، ۵۸۷  
 حرکات ستاره‌ای، ۹۳، ۴۰۶، ۴۱۲  
 حرکات ویژه، ۹۳، ۳۹۹، ۵۳۶  
 حرکت خورشیدی، ۹۳، ۴۱۱، ۴۹۴  
 حرکت کپلری، ۱۹۱، ۴۰۳، ۴۱۵  
 حرکت ویژه، ۹۳، ۴۰۸، ۶۱۸

(خ)

خاموشی بین ستاره‌ای، ۱۰۵، ۲۰۹، ۲۱۰  
 خاموشی جوی، ۱۰۳، ۱۰۴، ۱۱۲  
 خردشدگی، ۴۴۸  
 خرد شدن بزرگ، ۶۰۹  
 خطوط ممنوعه، ۲۲۰، ۵۵۸، ۵۶۰  
 خوشه‌ای شدن، ۵۳۰، ۵۳۵  
 خوشه پروین، ۱۶۰، ۲۸۸، ۵۱۴  
 خوشه جوان باز (یا کهکشانی)، ۱۶۰  
 خوشه دوزنقه، ۲۴۰، ۲۴۵، ۲۴۶  
 خوشه سنبله، ۳۹۱، ۵۵۱، ۵۶۵  
 خوشه کوره، ۵۲۱  
 خوشه کهکشانی، ۱۷۵، ۵۰۲، ۶۴۳  
 خوشه گیسو، ۵۰۰، ۵۳۴، ۵۴۰  
 خوشه متحرک، ۹۳، ۴۰۲، ۴۱۶  
 خوشه‌های باز، ۱۶۱، ۴۲۷، ۴۲۹  
 خوشه‌های ستاره‌ای، ۹۳، ۳۹۸، ۵۵۶  
 خوشه‌های کروی، ۱۶۰، ۵۰۹، ۶۳۸  
 خوشه‌های کهکشانی، ۵۱۸، ۵۷۲، ۶۴۲





ستارگان T گاو، ۲۴۷، ۳۴۸، ۳۹۰	سماک رامح، ۳۹۳
ستارگان متغیر، ۳۳۷، ۳۶۰، ۵۰۳	سمت، ۹۰، ۲۷۰، ۶۳۱
ستارگان میرا، ۳۳۸	سن، ۱۸۹، ۲۸۸، ۴۴۵
ستارگان نشری B (Be)، ۳۵۴	ستاره‌های هسته‌ای ستاره‌ای، ۶۲۸، ۶۲۹، ۶۴۸
ستارگان نوترونی، ۲۵۷، ۴۴۹، ۶۴۲	ستاره‌های هسته‌ای کیهانی، ۶۲۸، ۶۴۸، ۶۴۹
ستارگان O و B، ۱۵۶، ۳۶۷	سومین فهرست کمبریج، ۵۷۴
ستارگان ولف - رایت، ۱۶۸، ۲۸۲	سیارات، ۲۰۰، ۵۰۰، ۶۴۶
ستاره بارنارد، ۱۶۳، ۳۹۵، ۴۱۶	سیاه چاله، ۳۲۴، ۵۸۳، ۵۹۶
ستاره P مرغ، ۳۵۵	سیستم UBV، ۹۸، ۱۰۰، ۱۰۲
ستاره نوترونی، ۲۹۷، ۳۹۰، ۶۰۳	سیستم رده‌بندی طیفی هاروارد، ۱۵۲
سحابی تاریک، ۲۵۲	سیستم قدر UBV، ۱۰۸
سحابی جبار، ۲۱۱، ۲۴۲، ۲۵۲	سیستم کهکشان مرکزی، ۳۹۷
سحابی حلقوی، ۲۱۹	سیستم مختصات کهکشانی، ۱۸۱
سحابی خرچنگ، ۳۱۶، ۳۷۳، ۴۴۹	سیستم نیمه جدا، ۱۳۴
سحابی سراسبی، ۲۰۱، ۲۰۲	سیستم‌های دوتایی، ۱۱۳، ۳۶۲، ۵۴۶
سحابی سیاره‌نما، ۲۲۰، ۳۳۲، ۵۰۸	سیستم‌های کهکشانی دوتایی، ۵۶۱
سحابی گام، ۳۱۹	سی. ولف، ۱۶۸
سحابی ها، ۱۷۹، ۳۵۸، ۵۷۶	(ش)
سحابی‌های انعکاسی، ۲۰۷، ۲۰۸	ششی شبه ستاره‌ای، ۵۷۴، ۵۹۳
سحابی‌های سیاره‌نما، ۲۲۰، ۳۵۹	شاخص رنگ، ۱۰۱، ۱۵۶، ۲۰۴
سحابی‌های نشری، ۲۱۴، ۳۶۲	شاخه غول قرمز، ۲۷۷، ۲۸۷
سد کولنی، ۲۶۴، ۶۲۹، ۶۳۰	شاخه مجانبی غول، ۲۷۹
سرعت فضایی، ۳۹۶، ۴۰۱، ۴۱۶	شار تابش سنجی عادی، ۱۰۶
سرعت‌های ستاره‌ای، ۴۱۲، ۴۱۳	شار مرئی، ۱۰۶
سفید چاله، ۳۲۹	شار مغناطیسی، ۱۷۲، ۳۱۴، ۳۵۲
سفینه فضایی، ۳۲۵، ۳۲۶، ۳۲۷	شب‌نمایی، ۲۱۶
سقوط آزاد، ۲۳۴، ۴۴۵، ۶۰۲	

عناصر، ۱۴۴، ۲۷۰، ۶۴۹

شرایط مرزی، ۲۷۰

(غ)

غول قرمز، ۱۷۵، ۲۸۰، ۳۹۰

غولها، ۱۵۷، ۵۰۲، ۵۰۹

غولهای قرمز، ۱۲۰، ۳۴۶

(ف)

فاصله حضيض کهکشانی، ۱۹۷

فرآیند A، ۳۷۵

فرآیند B، ۳۷۵

فرآیند پمپ کردن یک میز، ۲۲۸

فرآیند سه آلفا، ۲۶۸، ۲۷۹، ۲۸۱

فرانک شو، ۴۴۲

فراوانیهای فلزی، ۲۸۵

فرمول نسییتی انتقال دوپلری، ۵۷۷

فرمولهای اورت، ۴۰۵

فروریزش گرانشی، ۲۳۲، ۲۵۲، ۳۰۸

فشار، ۱۴۴، ۳۰۰، ۶۴۴

فشار الکترون، ۱۴۹

فضا - زمان، ۳۲۴، ۵۹۸، ۶۴۵

فضای بین ستاره‌ای، ۱۰۳، ۲۲۹، ۴۵۰

فهرست هنری دراپر، ۱۵۲، ۳۸۲

(ق)

قانون استفان - بولتزمن، ۱۰۷، ۱۴۶، ۲۹۴

قانون عکس مربع شار تابشی، ۹۷

قانون هابل، ۴۹۳، ۶۰۸، ۶۲۳

شعاع شوارزشیلد، ۳۲۵، ۳۳۴، ۳۳۶

شعاعهای ستاره‌ای، ۱۲۹، ۱۴۰، ۱۶۶

شعرای شامی B، ۳۰۲

شعرای یمانی B، ۱۴۱، ۳۰۳، ۳۰۶

شکارچی، ۱۳۸، ۳۳۹، ۳۵۴

شکافتگی فوق ریز، ۲۲۳

شکل‌گیری ستاره، ۲۴۳، ۴۴۳، ۵۵۶

(ص)

صفحه کهکشانی، ۱۸۱، ۴۲۹، ۵۳۹

صورت فلکی ازابهران، ۱۷۹

(ض)

ضریب خاموشی، ۱۰۴، ۲۰۵، ۲۰۶

(ط)

طبقه‌بندی آبل، ۵۲۱

طول جینز، ۶۳۸

طول کهکشانی، ۱۸۱، ۴۱۹، ۴۹۱

طول موج، ۹۷، ۲۵۱، ۶۵۰

طیف سنج، ۱۵۱

طیف نگار، ۱۴۷، ۳۹۴، ۵۵۵

طیف‌های ستاره‌ای، ۱۴۳، ۱۵۰، ۱۵۳

(ع)

عبور، ۹۸، ۳۲۸، ۶۴۶

عدسی‌های گرانشی، ۵۸۷

عمر صفر، ۲۷۵، ۲۸۱

کره آتشین اولیه، ۶۱۲	قدر، ۹۱، ۲۷۱، ۶۴۳
کره اشتروم گرن، ۲۱۵، ۲۵۰	قدر تابش سنجی ظاهری، ۱۰۶
کسر قطبش، ۲۰۶	قدر تابش سنجی مطلق، ۱۰۶
کوارک، ۶۴۵	قدر ستاره‌ای، ۹۴
کوارک فوقانی، ۶۳۵	قدر ظاهری، ۹۵، ۲۵۲، ۵۹۵
کوتوله نامنظم، ۴۶۶	قدر عکاسی، ۹۷
کوتوله‌های سیاه، ۳۰۸	قدر مرئی، ۹۸، ۳۸۸، ۳۸۹
کوتوله‌های قهوه‌ای، ۲۹۶، ۴۸۸، ۴۹۱	قدر مطلق، ۹۶، ۲۵۲، ۵۹۴
کوتوله سفید، ۱۴۱، ۳۵۴، ۵۶۷	قرص برافزایشی، ۳۱۷، ۵۸۳، ۵۹۲
کهکشان راه شیری، ۱۵۷، ۴۷۰، ۵۵۷	قرص کروی، ۱۹۵
کهکشانهای S <sup>o</sup> ، ۴۶۰، ۵۱۸، ۵۲۲	قرص کهکشانی، ۱۸۸، ۲۰۰، ۳۱۳
کهکشانهای Sb، ۴۶۲	قرمزشدگی بین ستاره‌ای، ۲۰۲، ۲۰۶
کهکشانهای CD، ۴۶۱، ۵۲۶، ۵۵۰	قرمزگرایی، ۳۰۵، ۵۸۸، ۶۱۲
کهکشانهای ابرغول، ۵۲۱	قرمزگرایی گرانشی، ۳۰۴، ۳۱۰، ۳۲۶
کهکشانهای انفجار ستاره‌ای، ۵۵۶	قرمزی، ۳۲۶، ۵۳۶
کهکشانهای بیضوی، ۴۶۰، ۵۱۸، ۵۹۰	قرین کهکشانی، ۴۱۴
کهکشانهای بیضوی غول، ۵۰۱	قضیه ویریال، ۲۶۳
کهکشانهای رادیویی، ۵۵۳، ۵۷۲، ۵۹۵	قطرهای ستاره‌ای، ۱۳۵
کهکشانهای رادیویی و اختروشهای برون	قفل شدگی خط، ۵۷۹
کهکشانی، ۴۴۹	A قنطوروس، ۵۶۸، ۵۷۲، ۵۷۳
کهکشانهای سیفرت، ۴۷۷، ۵۸۸، ۵۹۰	قوس شرق، ۴۳۴، ۴۳۶
کهکشانهای فعال، ۵۵۲، ۵۶۱، ۵۶۲	قوس غرب، ۴۳۴، ۴۳۶، ۴۳۸
کهکشانهای مارپیچی، ۱۹۰، ۴۸۶، ۵۹۰	
کهکشانهای نامنظم، ۴۶۵، ۴۶۸	(ک)
کهکشانهای ویژه، ۴۶۷	کارل سیفرت، ۵۵۷، ۵۵۸
کیهانشناختی نیوتونی، ۵۹۹	کارل شوارزشیلد، ۳۲۵
کیهانشناسی، ۶۲۳، ۶۲۶	کارل ویرتانه، ۵۲۹
	کاهش جرم، ۲۵۳، ۳۶۰، ۴۴۳

متغیرهای ذاتی، ۳۳۸	(گ)
متغیرهای طیفی، ۳۳۸، ۳۵۰	گاز الکترونی تبهگن، ۲۹۹، ۳۰۰، ۳۰۹
متغیرهای قورمز، ۳۴۶	گاز بین ستاره‌ای، ۲۱۵، ۲۳۱، ۴۲۸
متغیرهای قورمز با دوره تناوب طولانی، ۳۴۶	گاز کامل، ۱۴۴، ۲۷۱، ۳۰۰
متغیرهای قیقاووسی، ۳۳۸، ۳۴۰	گاز نسبی، ۳۰۰
متغیرهای کاتاکلیسمیک، ۳۶۰، ۳۶۱	گاز نوترونی تبهگن، ۳۰۹، ۳۷۴
متغیرهای مغناطیسی، ۳۴۶، ۳۴۹	گازهای بین ستاره‌ای، ۲۱۳، ۲۳۰، ۲۳۱
محیط بین ستاره‌ای، ۱۰۳، ۲۸۱، ۵۵۴	گازهای بین ستاره‌ای تاجی، ۲۲۹
مدار ظاهری، ۱۱۵، ۱۱۹، ۱۴۰	گذار آزاد - آزاد، ۲۱۷
مدار مطلق، ۱۱۵	گذارهای تابشی، ۲۲۳
مدار نسبی، ۱۱۵، ۱۲۶، ۱۲۷	گرایش سطحی، ۱۶۳، ۱۶۶، ۳۰۱، ۳۰۹
مدار نسبی ظاهری، ۱۱۶	گرد و غبار بین ستاره‌ای، ۱۰۵، ۴۷۹، ۶۵۰
مدار واقعی، ۱۱۵، ۱۱۶	گرفت اولیه، ۱۲۸، ۱۳۰، ۱۴۱
مدول فاصله، ۹۶، ۳۹۱، ۵۱۲	گرفت کامل، ۱۲۹
مرکز کهکشان، ۱۸۰، ۴۲۳، ۵۶۸	گرفت‌های جزئی، ۱۲۹
مسیر آزاد متوسط، ۴۵۲	گلوبوها، ۲۰۳
مسیرهای تحولی، ۲۷۲، ۲۹۰، ۵۰۳	(ل)
مشتري، ۲۸۰، ۳۰۸، ۶۴۲	لایه‌های روچ، ۱۳۴
معادله انتقال تابشی، ۲۵۹	لکه ستاره، ۳۵۱
معادله تعادل برانگیختگی پولاتزمن، ۱۴۸	لگاریتم، ۹۵، ۱۸۴، ۴۹۰
معادله تعادل یونیدگی ساها، ۱۴۹، ۱۷۴	(م)
معدن هم استیک، ۲۶۷	ماده بین ستاره‌ای، ۱۰۸، ۴۴۸
مغناطیس کره تپنده، ۳۱۴	ماده تاریک، ۱۹۳، ۶۱۱، ۶۴۹
مقدار پاشندگی، ۳۱۳	ماده غیر نسبی، ۳۰۰
مقیاس فاصله، ۳۹۱، ۵۰۰، ۵۱۳	مارتین اشمیت، ۵۷۶
مگامیزرها، ۵۹۰	متغیرهای بسیار شدید، ۳۳۸

نسبت جرم به تابندگی، ۶۴۲	ممان مغناطیسی، ۲۲۲، ۲۲۳
نسبت‌های M/L، ۶۴۲	منابع پرتو X، ۳۳۰، ۳۸۱، ۳۸۸
نسبیت عام، ۳۰۴، ۵۹۸، ۶۲۰	منابع رادیویی، ۳۷۱، ۵۷۴، ۵۸۱
نسر واقع، ۹۱، ۱۰۱، ۱۴۲	منحنی انرژی طیفی، ۲۵۰
نشر القایی، ۲۲۸	منحنی چرخش کهکشان، ۴۰۹، ۴۳۱، ۴۸۶
نشر ترمزی گرمایی، ۲۱۷	منحنی سرعت، ۱۲۲، ۱۳۸، ۳۴۰
نظریات وحدت بزرگ، ۶۳۳، ۶۴۹	منحنی نوری، ۱۲۸، ۳۵۲، ۵۰۲
نظریه تورم، ۶۳۵، ۶۴۸، ۶۴۹	منحنی‌های سرعت شعاعی، ۳۴۰
نقطه اوج کهکشانی، ۱۹۷	منطقه احتراز، ۵۴۲، ۵۴۳
نقطه همگرایی، ۳۹۹، ۴۱۵، ۴۱۶	منطقه تابشی، ۲۵۹
نمایه‌های P مرغ، ۳۵۵	منطقه همرفتی، ۲۵۹
نمودار H-R، ۱۵۷، ۲۸۱، ۲۸۶	منفجر شونده پرتو X، ۳۸۵
نمودار H-R قدر - رنگ، ۱۵۹	منواکسید کربن، ۴۰۸، ۴۱۰
نمودار هابل، ۵۵۰	موج چگالی، ۱۹۱، ۴۴۳، ۴۴۴
نمودارهای رنگ - رنگ، ۱۶۶، ۱۶۸	موج ضربه‌ای، ۲۱۹، ۳۷۵، ۴۵۰
نمودارهای سه گوش، ۵۳۴	مولکولها، ۱۴۴، ۱۴۶، ۱۴۷
نمودارهای مخروطی، ۵۳۴	میدان مغناطیسی کهکشانی، ۴۵۰، ۴۵۱
نمودار هرتسپرونگ - راسل، ۱۴۳، ۱۵۹، ۱۶۳	میزر، ۲۲۸، ۲۴۱، ۵۹۰
نمونه طیفی، ۹۳، ۲۰۴، ۳۵۵	میزرهای مولکولی، ۲۲۷، ۵۹۰، ۵۹۱
نمونه‌های طیفی، ۱۵۱، ۱۷۴، ۲۱۸	میل، ۱۱۶، ۲۷۰، ۴۸۶
نواحی HI، ۲۳۱، ۴۲۹	(ن)
نواختر، ۳۳۲، ۳۷۶، ۵۹۴	ناحیه III، ۲۰۳، ۲۵۱، ۵۵۶
نواختر عقاب، ۳۳۹، ۳۸۹	ناحیه خط باریک (NLR)، ۵۶۰
نواختر مرغ، ۳۶۴	ناحیه خط پهن (BLR)، ۵۶۰
نواخترها، ۲۱۸، ۵۵۰	نانسی هوک، ۱۵۲
نواخترهای کوتوله، ۳۳۸، ۳۶۰، ۳۸۹	نجوم سنجی، ۹۲، ۱۱۵
نوار ناپایداری، ۳۴۱، ۵۰۳	

هسته کهکشانی، ۴۳۳، ۴۵۵، ۵۸۳

هسته‌های کهکشانی فعال، ۵۵۷

هلیوم سوزی، ۲۶۸، ۲۹۴، ۳۵۷

همدم ستاره، ۱۱۶

همرفت، ۱۷۲، ۲۸۰، ۳۵۷

هندسه، ۱۰۴، ۶۰۱، ۶۱۶

هنریتالیویت، ۳۴۴

هنری نوریس راسل، ۱۵۷

هیپارکوس، ۹۲، ۹۳، ۹۴، ۴۰۲، ۴۴۶

هیدروژن خنثی، ۲۱۵، ۴۲۲، ۵۴۴

هیدروژن سوزی، ۲۷۱، ۳۰۸، ۳۵۷

(ی)

یک سحابی انعکاسی، ۲۰۴، ۲۰۷، ۲۰۸

یونیدگی  $\text{He}^+$ ، ۳۴۲

M۶۷، ۲۸۷، ۲۸۸، ۲۸۹

M۳۱، ۴۳۴، ۵۲۲، ۵۴۳

M۸۲، ۴۶۶، ۵۲۷، ۵۵۷

M۱۰۱، ۵۰۰

M۸۷، ۵۶۵، ۵۶۸، ۵۷۱

نوترینوها، ۲۶۵، ۶۴۱، ۶۴۹

نیروی هسته‌ای، ۲۶۴، ۶۴۵، ۶۴۹

(و)

واحدهای SI، ۳۳۳

واکنش‌های جوش گرما هسته‌ای، ۲۶۳

واکنش‌های گرما هسته‌ای، ۲۶۳، ۲۷۷

واکنش‌های هسته‌ای، ۲۶۴، ۳۶۲، ۶۲۹

والتر بد، ۳۲۰

وزن مولکولی متوسط، ۱۴۴، ۱۴۵، ۲۷۶

وی. آی. پانف، ۶۰۱

وی. ام. اسلیفر، ۴۹۴

وی. بی. براگینسکی، ۶۰۱

ویریال، ۲۳۳، ۵۵۰، ۶۴۲

ویلیام هرشل، ۹۴، ۳۹۸

(ه)

هارلوشاپلی، ۳۴۴

هاله، ۱۸۹، ۴۸۶، ۶۴۲

هاله کهکشانی، ۱۸۸، ۴۳۱، ۴۶۸

هدایت، ۲۳۹، ۲۵۹، ۵۷۱، ۶۳۸

هسته ستاره، ۲۷۶، ۳۵۷، ۳۷۸

**INTRODUCTORY**  
**ASTRONOMY & ASTROPHYSICS**

**volume 2**

**4th edition (revised)**

**JAMSHID GHANBARI PH.D**

**Professor, Ferdowsi University of Mashhad**

**2009**