



استان پتاس  
معاونت فرهنگي

ا.ای. رُی و دی. کلارک

# ستاره شناسی: اصول و عمل

ترجمہ: سید احمد سیدی نوقابی

۱. ای زی  
دی کلارک

# ستاره شناسی

## اصول و عمل

سید احمد سیدی نوقابی

# فهرست مطالب

۷	پیشگفتار مترجم
۹	مقدمه نویسندگان
۱۳	بخش اول : مقدمه
۱۵	فصل ۱ : مشاهده با چشم غیرمسلح
۲۵	فصل ۲ : فرضیه‌های پیشین درباره جهان
۳۱	فصل ۳ : مشاهده با وسایل و ابزار
۳۹	فصل ۴ : ماهیت اجرام قابل مشاهده
۴۵	فصل ۵ : اندازه‌گیریهای ستاره‌شناسی
۶۱	بخش دوم : کره سماوی و علم مکانیک سماوی مقدماتی
۶۳	فصل ۶ : هندسه کره
۸۵	فصل ۷ : کره سماوی - دستگاههای مختصات
۱۳۱	فصل ۸ : کره سماوی و سیستمهای ثابت زمان
۱۶۹	فصل ۹ : فرآیند تبدیل و تقلیل مشاهدات موضعی (۱)
۲۰۱	فصل ۱۰ : تقلیل و تبدیل مشاهدات موضعی (۲)
۲۲۷	فصل ۱۱ : پدیده‌های زمین مرکزی سیارات
۲۵۳	فصل ۱۲ : علم مکانیک سماوی - مسأله دو جسم
۲۸۳	فصل ۱۳ : مکانیک سماوی - مسأله دو جسم
۳۱۱	بخش سوم : فنون مشاهده
۳۱۳	فصل ۱۴ : قوانین تابش
۳۵۱	فصل ۱۵ : نورشناسی جمع‌کننده‌های تلسکوپ
۳۹۵	فصل ۱۶ : کاربرد بصری تلسکوپها

۴۱۷	فصل ۱۷ : سیستمهای نوری ویژه و اندازه‌گیریهای خاص
۴۴۱	فصل ۱۸ : تلسکوپهای رادیویی
۴۶۵	فصل ۱۹ : طرق نصب تلسکوپها
۴۷۵	فصل ۲۰ : آشکارسازهایی برای تلسکوپهای نوری
۵۰۵	فصل ۲۱ : اندازه‌گیریهای نجومی
۵۳۷	بخش چهارم : آزمایشهای تجربی
۵۳۹	فصل ۲۲ : طرحهای عملی
۵۹۵	ضمیمه - مقادیر ثابت نجومی و موارد مربوط به آن
۵۹۹	فهرست منابع و مراجع به کار رفته در این کتاب
۶۰۱	جواب مسائل هر فصل
۶۱۳	واژه‌نامه انگلیسی به فارسی
۶۳۳	واژه‌نامه فارسی به انگلیسی

## پیشگفتار مترجم

علم ستاره‌شناسی از قدیمی‌ترین و در عین حال پیشرفته‌ترین علوم بشری است. از آنجا که جهان خارج از کرهٔ خاکی ما و مسائل آن در محدودهٔ ستاره‌شناسی قرار می‌گیرد، دامنهٔ این علم بیش از همهٔ علوم دیگر گسترده است. از نخستین تصورات و برداشتهای بشر اولیه نسبت به عالم لایتهای ماه و خورشید و ستارگان و کهکشانها تا پیشرفته‌ترین سفینه‌ها و آخرین تجهیزات فنی رصدخانه‌های کنونی، همگی دستاوردها و زمینه‌های علم ستاره‌شناسی هستند. امروزه بشر نه تنها پا از سیارهٔ خود فراتر نهاده بلکه فضاپیماهای مصنوعی تا آخرین سیارات منظومهٔ شمسی را نیز پشت سر گذاشته‌اند و به آن سوی منظومهٔ ما راه یافته‌اند.

بی تردید پیشرفتهای فنی و عملی هر علمی بر پشتوانهٔ مطالعات و تحقیقات آن علم و کتابها و آثار منتشره پیرامون موضوع مورد نظر استوار است. اگر امروزه بشر به چنان سطحی از دانش ستاره‌شناسی رسیده است که عملاً "پای از حصار خاکی بیرون نهاده و می‌کوشد تا فضای بیکران را به تسخیر خود درآورد، این پیروزی نمی‌توانسته تنها حاصل پژوهشها و آزمایشهای کنونی ستاره‌شناسان باشد، بلکه شالودهٔ آن در حقیقت دستاورد دانشمندان است که در گذشته‌های دور و نزدیک راه پیشرفت این علم را به سوی کشف هرچه بیشتر ناشناخته‌ها هموار ساخته‌اند. در این میان، ستاره‌شناسان جهان اسلام و از جمله دانشمندان ایرانی تلاشهای فراوانی مبذول داشته‌اند. کتب متعدد نجوم که از گذشته به یادگار مانده؛ نامهای عربی بسیاری از ستارگان و صور فلکی که هنوز در ستاره‌شناسی مصطلح است؛ رصدخانه‌های بزرگی همچون رصدخانهٔ مراغه که در جهان اسلام وجود داشته است و دانشمندان و منجمان کم نظیری که در این رصدخانه فعالیت می‌کرده‌اند یا به تألیف و تدوین کتب علمی می‌پرداخته‌اند، همگی گواهدات گوناگون و گستردهٔ جهان اسلام و دانشمندان آن از جمله ایرانیان در پیشرفت و توسعهٔ این علم بوده است. اکنون نیز برای دستیابی به سهمی در پیشرفتهای علمی جهان معاصر و احیا و تداوم فعالیت‌های علمی ستاره‌شناسی در کشور ما، لازم است که این دانش بیش

از پیش معرفی شود و انتشار کتب نجومی توسعه یابد. در این پویش، ترجمهء جدیدترین دستاوردهای دانش ستاره‌شناسی و نشر مستمر پیشرفت‌ها و کشفیات این علم تأثیر عمیقی خواهد داشت و شاید ترجمه و انتشار کتاب حاضر نیز بتواند خدمتی مؤثر به معرفی بیشتر ستاره‌شناسی در جامعهء ما باشد.

در پایان وظیفهء خود می‌دانم از آقایان دکتر تقی عدالتی، محمد حسین نظری‌نژاد و حسنعلی قهرمان که در ویراستاری این کتاب مرا یاری داده‌اند، سپاسگزاری کنم.

**سید احمد سیدی نوقابی**

## مقدمه نویسندگان

کتاب حاضر حاصل دسترنج چندین ساله دو نویسنده می‌باشد. بسیاری از مطالب این کتاب به شکل سخنرانی و یا کار عملی برای دانشجویان سال اول رشته ستاره‌شناسی دانشگاه گلاسگو ارائه شده است. در این مرحله از تحصیلات، دانشجویان قوانین علمی متعددی را فرامی‌گیرند تا قبل از پرداختن به مطالعات تخصصی‌تر اطلاعات کامل و جامعی در این زمینه داشته باشند.

برخی از دانشجویان رشته‌های هنری نیز برای درک بعضی از عملکردهای علوم و روشهای علمی در این رشته در دانشگاه گلاسگو تحصیل می‌کنند و به‌نظر ما ستاره‌شناسی شاید مناسبترین رشته علمی برای این کار باشد. بسیاری از موارد این علم (مثلاً "درک ماهیت خطوط طیفی ستارگان) را براحتی می‌توان از دید تاریخی آن مطالعه کرد. این موارد نشانگر چگونگی پیشرفت دانش ما در باره یک موضوع است.

این کتاب به همراه کتابی دیگر به نام *Astronomy: the Structure of the Universe* منتشر شده تا نیاز دانشجویان سال اول دانشگاهها را برطرف سازد. در واقع، این کتاب برای دانشکده‌هایی که به تدریس ستاره‌شناسی مشغول هستند بسیار مفید است. بعلاوه، افراد آماتور نیز می‌توانند موضوعات دلخواه خود را در آن بیابند.

مندرجات این کتاب دانشجویان را با مفاهیمی که در کتاب بعدی در باره کاینات و تفسیر آن آمده است از قبل آشنا می‌سازد. به عبارت بهتر، کتاب حاضر اصول و مبانی اساسی ستاره‌شناسی را ارائه می‌کند و از این طریق فرآیندهای ساده فیزیکی را که یا جزء وظایف یک ستاره‌شناس است و یا ارتباط نزدیکی با اجرام سماوی دارند مورد بررسی قرار می‌دهد.

تجارب ما نشان می‌دهد هنگامی که سعی بر آن داریم اصول کلی روشهای ستاره‌شناسی را به دانشجویان بیاموزیم، دانشجویان باید از صرفاً "خواندن مطالب توضیحی پافراثر گذارند و روشهای متداول را به کار بندند.

بهترین شیوه کاردر برطرف ساختن مشکلات؛ مشاهده، اندازه‌گیری، به‌کاربردن فرمولها و حل مسائل می‌باشد. با این هدف تا حد معینی از اصول ریاضی استفاده کرده‌ایم، گرچه معتقدیم افراط در آن مناسب نمی‌باشد. اصول ریاضی باید در سطح معلومات دانشجویان سال اول دانشگاه یا معادل دروس ریاضی و فیزیک دوره دبیرستان باشد. البته دانشجویانی که فاقد چنین زمینه‌ای هستند، تا حدی خواهند توانست از مطالب کتاب برداشت مفیدی داشته‌باشند. کتاب حاضر دارای چهار بخش است که هدف هر یک از آنها در پایین آمده است:

بخش ۱: مباحث اولیه ستاره‌شناسی را بازگو می‌کند.

بخش ۲: نظراتی در باره ستاره‌شناسی موضعی و دینامیک را مطرح می‌سازد.

بخش ۳: در باره ماهیت و عملکرد فیزیکی تشعشعات و نیز وسایل و ابزار مورد نیاز هر ستاره‌شناس به بحث می‌پردازد.

بخش ۴: کارهای عملی و تمرینهای مربوط به ستاره‌شناسی را مطرح می‌کند.

مسائلی نیز در محلهای مناسبی از فصول کتاب ارائه شده‌اند که نحوه فراگیری اصول مربوط به آن فصل توسط دانشجو را بررسی می‌کنند. بعضی از مسائل را به طور کامل با یک مثال در متن کتاب تشریح کرده‌ایم. پاسخ همه مسائل در آخر کتاب ارائه شده است. علی‌رغم این که در سراسر کتاب از لگارتیم استفاده شده ولی احتمال می‌رود دانشجویان از ماشینهای حساب جیبی استفاده کنند.

در این صورت، چون هر ماشین حساب عملکرد خاصی دارد، شیوه به‌کاربردن مثالها به دانشجویان واگذار می‌شود.

بسیاری از مسائل انتهای هر فصل از امتحانات سالهای گذشته گروه نجوم دانشگاه گلاسگو مطرح شده است.

تمرینهای خارج از آزمایشگاه یا درون آن را در بخش ۴ کتاب ارائه کرده‌ایم و تک‌تک آنها را در سالهای اخیر در آزمایشگاههای گروه نجوم دانشگاه گلاسگو بررسی کرده‌ایم. در مورد تمرینهای عملی آزمایشگاهی و مشاهده‌ای راهنماییهایی ارائه شده است.

فهرست کوچک ولی دقیقی از کتب مرجع را نیز در انتهای کتاب ذکر کرده‌ایم و چون دانشجوی سال اول دانشگاه قادر به درک مفاهیم پیچیده نجومی نیست از مجلات و خبرنامه‌های مربوط به این علم نامی نبرده‌ایم. کتب مرجع سبب گسترش درک خوانندگان خواهد شد.

این کتاب دارای مباحثی است که فراگیری آن به مدت زمانی بیش از یک دوره یک ساله دانشگاهی نیاز دارد. به این ترتیب اساتید محترم خواهند توانست بنا به احتیاج خود از این مباحث بهره‌ور شوند.

در این کتاب همه جوانب علم ستاره‌شناسی مورد بحث قرار نگرفته زیرا اختلاف روش و



تهیه مطالب در این علم بحدی گسترده است که در این خصوص این مهم را باید به لغت نامه یا دایرةالمعارفی محول کرد. از این رو، از ستاره‌شناسان حرفه‌ای به این دلیل که مطلب دلخواهشان یا در این کتاب ذکر نشده یا خیلی ساده از آن گذشته‌ایم پوزش می‌طلبیم. هر چند مؤلفان از مشکل تنظیم مباحث بخوبی آگاه بوده‌اند ولی سعی بر آن بوده که پیوستگی مطالب حفظ شود. با این همه، در برخی موارد از گسستگی مطلب‌گریزی نبوده است. برای مثال گاه توصیف ماهیت منبع مورد مشاهده به تکرار انجامیده و گاه روش مشاهده بر منبع مشترکی اشاره دارد. مفاهیم جدیدی را که برای اولین بار مطرح شده‌اند با حروف سیاه چاپ کرده‌ایم و شماره شکلها و معادله‌ها دارای دو رقم مجزاست که یک رقم آن شماره فصل و رقم دیگر نشان‌دهنده ترتیب شکل یا معادله در آن فصل است.

ستاره‌شناسان بنا به موضوع نجومی مورد بحث خود از دستگاههای آحاد متعددی استفاده می‌کنند. ما تا حد امکان سعی کرده‌ایم مجموعه‌ای از واحدها و علائم را که توسط انجمن بین‌المللی ستاره‌شناسی ترجیح داده شده‌اند برگزینیم و در قسمت ضمیمه کتاب مجموعه‌ای از ثابتهای مشهور و عوامل تبدیل را نیز ذکر کنیم.

علم ستاره‌شناسی به علت جذبه و نفوذی که بر انسانها داشته‌و دارد، الهه علوم نامیده می‌شود و در صورتی که این کتاب به همراه کتابی دیگر که قبلاً نام آن ذکر شد بتواند تا اندازه‌ای آن جذبه و نفوذ را علاوه بر حقایقی که در این باره آمده در خواننده بیافریند، نویسندگان آن در کوشش خود سرافراز خواهند بود.

ای ری و دی کلارک

# بخش اول

## مقدمه

### فصلهای ۱ تا ۵

#### اهداف مورد نظر

در این بخش مشاهدات ساده‌ای را که با چشم می‌توان انجام داد ارائه داده‌ایم و نحوهٔ تعبیر و تفسیر این قبیل مشاهدات را توسط مردم تمدنهای پیشین مطرح ساخته‌ایم. چگونگی اجرام قابل مشاهده را که از آن طریق راجع به کاینات دانش می‌اندوزیم، و نیز نظریاتی را در مورد نقشی که ستاره‌شناس باید ایفا کند در این بخش آورده‌ایم. به علاوه، تأثیر جوزمین بر این گونه مشاهدات و همچنین تفسیری بر این موضوع که چگونه عصر علمی حاضر باعث توسعه و پیشرفت وسایل و ابزار نجومی شده، در این مقوله ذکر شده است و نیز مفاهیم و واژه‌های مربوط به موارد اساسی سنجش موضع در آسمان، روشنایی و زمان در این بخش ارائه شده است.

## مشاهده با چشم غیر مسلح

۱ - ۱ مقدمه

کلمه " نجوم " از نظر علم اشتقاق بر نظمی که در " ترتیب ستارگان " وجود دارد ، دلالت می کند . امروزه می توان ستاره شناسی را کوشش بشر در مطالعه و درک پدیده های سماوی دانست که بخشی از انگیزه پایان ناپذیری در کشف نظم و انضباط در طبیعت است . مانی - دانیم که اولین ستاره شناسان چه کسانی بوده اند ، آنچه می دانیم این است که تا اواسط هزاره سوم قبل از میلاد علم ستاره شناسی در قسمت هایی از اروپا پیشرفت شایانی کرده بود و مردم چین در اوایل سال ۲۰۰۰ قبل از میلاد دارای مدارس ستاره شناسی بوده اند . در همه دورانها ، از آغاز شکوفایی ذهن و بینش انسان تا کنون همیشه کسانی وجود داشته اند که شیفته آسمان و مناظر متغیر آن بوده اند و تا جایی که محیط فرهنگیشان اجازه می داد سعی در تدوین فلسفه عالم داشته اند . امروزه ، ما نیز تفاوتی با آنها نداریم .

اگر تئوریهای ما درباره کاینات به حقیقت نزدیک هستند بدین علت نیست که فراست انسان طی شش هزار سال گذشته افزایش یافته است بلکه احتمالا " علت اصلی آن کشف و گسترش روش علمی است که ما را به تمدن کنونی سوق داده ، تمدنی که بر اساس مزایای تکنولوژیک ناشی از این روش پایه ریزی شده است . این موضوع افراد بسیار زیادی را در مقایسه با گذشته بر آن داشته تا زندگیشان را وقف مطالعه کاینات به وسیله تلسکوپ ، کامپیوتر ، سفینه های فضایی و ابزارهای متعددی کنند . تلاش آنها در تفسیر و درک اطلاعات جدید زیادی که با این وسایل و ابزار به دست می آید به مدد علوم وابسته ای همچون فیزیک ، شیمی ، زمین شناسی ، ریاضیات و غیره صورت می گیرد .

اما باید به خاطر داشت که بیش از نه دهم مطالعات سماوی انسان در پنج هزار سال اخیر با چشم غیر مسلح صورت گرفته است . اقوام ساحل مدیترانه که بنیانگذار صور فلکی در آسمان بودند ، بابلیها ، مصریان و یونانیان ، ستاره شناسان عرب که طی قرون وسطای اروپا ، بعد از استیلای رم شهرت فراوانی داشتند ، ملل چین ، مایا و دیگر ستاره شناسان بدوی آمریکایی

همگی تئوریهای خود را براساس مشاهدات با چشم غیرمسلح ارائه می‌کردند. به همین دلیل ما نیز پا جای پای آنها گذاشته، برآنچه که آنها در چند دقیقه (قسمت ۱-۲ کتاب)، چند ساعت (قسمت ۱-۳)، یک ماه (قسمت ۱-۴) و سرانجام برای مدت حداقل یک سال (قسمت ۱-۵) مشاهده کرده‌اند، نظر می‌افکنیم. با این کار، درک این که چرا تئوریهای آنها در باره کاینات و عالم به شیوه‌های خاص خودشان تنظیم شده‌است، ساده‌تر خواهد بود.

## ۱-۲ پدیده‌های آبی

۱-۲-۲ روز- در خلال روزانواع مختلف پدیده‌ها را می‌توان دید. خورشید در سمت معینی از آسمان قرار دارد و به قدری درخشان است که نمی‌توان به طور مستقیم به آن نگریست. بطور کلی آسمان دارای زمینه آبی است. شاید بتوان ماه را نیز با شکل خاصش، که همه وقت گرد نیست، در آسمان دید. هنگامی که خورشید، در حال غروب است یا این که زمان فرارسیدن سپیده‌صبح است، روشنی روز آن قدر هست که بتوانیم به وضوح همه چیز را ببینیم. این حالت را بین‌الطلوعین<sup>۱</sup> می‌نامند.

گاهی در افق، مقابل جایی که روشنی بین‌الطلوعین به چشم می‌رسد، نوار از غوانی رنگ تیره‌ای دیده می‌شود. این قسمت مربوط به منطقه‌ای از آسمان می‌شود که در آنجا نور خورشید به وسیله زمین قطع شده است و تنها مقدار نور ناچیزی که بدان می‌رسد نور پراکنده‌ای از اتمها و مولکولهای موجود در جو می‌باشد و در واقع به سایه زمین در آسمان مربوط است. وجود چنین پدیده‌ای خبر از پاکی و کمی رطوبت جو محل می‌دهد و جای تردید نیست که در کشور بریتانیا، این وضعیت خیلی بندرت مشاهده می‌شود.

ابر، باد، باران، تگرگ و سایر پدیده‌های جوی در نظر پیشینیان از آنچه که ما به عنوان حوادث سماوی نام می‌بریم جدا نبوده است، در حالی که این پدیده‌ها در تمدن ما در علم مطالعه آثار هوا که از علم ستاره‌شناسی کاملاً مجزا است قرار دارد، به طوری که احتیاجی نیست بیش از این به آنها بپردازیم، تنها متذکر می‌شویم که مشاهدات ستاره‌شناسان از زمانهای پیش تا حال کاملاً به شرایط مناسب جوی بستگی داشته است. با ظهور تلسکوپهای رادیویی و قبول این حقیقت که می‌توان سایر ابزار را درون ماهواره‌های مصنوعی قرار داد و در خارج از جو زمین به کار انداخت، از این وابستگی کاسته شده است.

۱-۲-۲ شب - در صورت مساعد بودن شرایط دید می‌توان با رؤیت آسمان شب به پدیده‌های سماوی متنوع‌تری دست یافت. اگر قرص ماه قابل رؤیت باشد، روشنایی آن همه

اجرام دیگر را تحت الشعاع خود قرار می‌دهد. شکل آن ممکن است هلالی، محدب یا مدور باشد. در حالت آخر یعنی مدور، قطر ظاهری آن با قطر خورشید تقریباً "یکسان است. سطح آن در نظر شخصی که قدرت دید کافی دارد، به‌طور یکنواخت روشن نیست ووی متوجه مناطقی می‌شود که از قسمتهای اطراف تاریکتر است. انسان اولیه با قوهٔ تخیل خود می‌توانست طرح یک مرد یا زنی زیبا، یا یک خرگوش را در ماه ببیند.

علاوه بر ماه، دو تا سه هزار نقطهٔ کوچک روشن - ستارگان - دیده می‌شوند. روشنایی این ستارگان گستره‌ای است از ستارگانی که درست بعد از غروب خورشید دیده می‌شوند تا ستارگانی که در تاریکی کامل آسمان و زمانی که ماه زیرافق است، قابل رؤیتند. مقایسهٔ دقیق یک ستارهٔ روشن با ستاره‌های دیگر این موضوع را آشکار می‌کند که ستارگان دارای رنگهای متفاوتی هستند. مثلاً "در صورت فلکی جبار<sup>۱</sup> (شکارچی) رنگ ستارهٔ *ابط‌الجوزا* نسبت به ستارهٔ آبی رنگ *رجل الجبار*<sup>۲</sup> قرمز است. توزیع ظاهری ستارگان در گنبد آسمان به‌طور تصادفی و نامنظم به نظر می‌رسد.

همین که چشم ناظر به تاریکی عادت کرد. توجهش به نوار کم‌رنگی از نور که راه شیری نام دارد معطوف می‌شود. ستاره‌شناسان اخیر به کمک تلسکوپهایشان دریافته‌اند که این منطقهٔ درخشان که در سراسر افق، همچون دایرهٔ عظیمه‌ای در آسمان کشیده شده از هزاران ستارهٔ کم نور تشکیل گردیده است که با چشم غیرمسلح نمی‌توان به تفکیک آنها پرداخت. وجود این نوار باعث القاء تصورات گوناگونی در صدکنندگان عهد باستان می‌شده است که هیچ یک از آنها قابل تأیید و تصدیق نیست.

یک یا دو نقطهٔ نورانی کوچک و قابل رؤیت، به تحقیق و دقت بیشتری نیاز دارد. این نقاط، برعکس ستارگان چشمک‌زن به‌طور مداوم می‌درخشند و در میان اجرام شبه‌ستاره دارای درخشندگی زیادی هستند. حتماً "دلیلی برای تفاوت آنها وجود دارد. اگر ناظر مورد نظر بخواهد چندین ساعت به آسمان بنگرد در خواهد یافت که بار دیگر توجهش به سوی آنها معطوف شده است.

### ۱-۳ چند ساعت

۱-۳-۱ روز - کاینات هیچ گاه ثابت و بی‌حرکت نمی‌باشند. حرکت آرام سایهٔ یک میله یا سنگ یا درخت که به‌طور قائم در خاک فرورفته است مشخص کننده حرکت خورشید در

آسمان است. اگر سراسر روز به مشاهده خورشید بپردازیم می‌بینیم که خورشید از بالای افق شرق طلوع می‌کند و در امتداد دایره‌ای که با صفحه افق تشکیل زاویه‌ای می‌دهد بتدریج بالا می‌آید و از بالای سرمان می‌گذرد یعنی در بالای خط متصل کننده نقاط شمال و جنوب به اوج ارتفاع خود می‌رسد. سپس در امتداد مسیر قبل از ظهر خود روی خط قرینه بتدریج فرو می‌رود تا در افق سمت غرب غروب کند. اگر ماه نیز در طول روز قابل رؤیت باشد، چنین به نظر می‌آید که هنگام طلوع و غروب دقیقاً " مثل خورشید عمل می‌کند.

۱ - ۳ - ۲ شب - باتاریک شدن هوا اولین ستارگان برفراز افق شرق نمایان می‌شوند. ستارگان کم نورتر در پایان بین الطلوعین دیده می‌شوند و باگذشت چندین ساعت، گروههایی از ستارگان از افق شرق پدیدار می‌شوند و همچون خورشید به اوج مسیر خود می‌رسند و با فرا رسیدن روشنایی روز کم نور می‌شوند یا غروب می‌کنند. این تصور که ما روی سطح صافی قرار گرفته‌ایم و کاسه متحرک و تیره‌ای برفراز ما قرار دارد که ستارگان به آن الصاق شده‌اند بسیار متداول است، بخصوص هنگامی که می‌بینیم ستارگان بسیاری در یک قسمت معین آسمان، بی‌آن که طلوع یا غروب کنند، حول یک محور یا مرکز می‌چرخند. این ستارگان را به نام ستارگان حول قطبی می‌شناسند. بنابراین معلوم می‌شود که طلوع و غروب سایر ستارگان فقط به این دلیل است که مسیر حرکت دایره‌وار آنها حول قطب به قدری بزرگ است که افق را قطع می‌کند. ماه نیز درون این کاسه وارونه می‌چرخد. گرچه به نظر می‌رسد که ماه دارای حرکتی زاویه‌ای مشابه دیگر ستارگان در آسمان است، اما مشاهدات دقیق در مدت چند ساعت آشکار می‌سازد که ماه نسبت به زمینه ستارگان اندکی به سمت شرق حرکت می‌کند.

گاهی اوقات یک جرم درخشان به نام شهاب دیده می‌شود که شبیه ستاره‌ای سریع السیر است و در مدت یک ثانیه از آسمان می‌گذرد. حتی ممکن است صفحاتی نیمه روشن را مشاهده کنید که شبیه پرده‌های عظیمی از گنبد آسمان آویزان هستند. این صفحات را شفقهای قطبی می‌نامند.

اگر ناظر مورد نظر از چهارم اکتبر ۱۹۵۷ میلادی به بعد شب هنگام به آسمان بنگرد، احتمالاً " یک یا دو لکه نورانی کوچک را خواهد دید که در زمانی حدود ۲ تا ۳ دقیقه آسمان را می‌پیمایند. این لکه‌ها نشان دهنده آنند که ماهواره‌های ساخت بشر هم اکنون در مدارهایی به دور زمین در گردشند.

## ۱ - ۴ يك ماه

برهه زمانی بعدی که برای ناظر فرضی ما مطرح می‌باشد یک ماه است. در خلال این مدت نظر وی در باره کاینات و حرکات آن عوض می‌شود. وی متوجه می‌شود که پس از چند شب،

اولین گروه از ستارگانی را که می‌توانست بعد از غروب در بالای افق سمت شرق ببیند، در نگاه اول خیلی بالاتر از آنجا قرار دارد و گروه‌های دیگری از ستارگان زیر آن پدیدار شده‌اند که اولین ستارگانی شده‌اند که در آسمان پدیدار می‌شوند. در حقیقت، پس از یک ماه در لحظه‌ای که اولین ستارگان بعد از غروب پدیدار می‌شوند، اولین گروه ستارگان حدود سی درجه بالاتر از افق شرق قرار دارند. بنابراین، واضح است که موضع خورشید باید با گذشت زمان نسبت به زمینه ستارگان تغییر یافته باشد. میزان تغییر موضع خورشید نسبت به حرکت روزانه یا روز بروز آن به دور زمین (حدود یک درجه در روز) کند است.

تنها خورشید نیست که جدا از الگوهای ستارگان می‌چرخد بلکه مشاهده موضع ماه نسبت به ستارگان (موضع نجومی ماه) در خلال چند شب نشان می‌دهد که ماه نیز با سرعتی بیشتر یعنی سیزده درجه در روز، در حال گردش است، به طوری که یک گردش کامل آن نسبت به زمینه ستارگان ۲۷<sup>۱</sup> روز به طول می‌انجامد تا دوباره به همان صورت فلکی که در ابتدا در آن قرار داشت باز گردد. به علاوه، شکل آن نیز تغییر می‌کند، یعنی از زمانی که آن را درست بعد از غروب در جهت غرب به شکل یک هلال یا حرف C وارونه می‌بینیم حدود هفت روز بعد به صورتی خواهیم دید که آن را تربیع اول می‌نامند. در این مرحله خط پایانه ماه تقریباً "به صورت خط راست دیده می‌شود. چهارده روز بعد از محاق صورت ماه کامل می‌شود و روشنتر از همه حالات خود ظاهر می‌گردد. در همین حال حدود نیمه شب در بالاترین نقطه در آسمان دیده می‌شود. هفت روز پس از آن قرص ماه بتدریج کوچک می‌شود و به تربیع دوم وارد می‌گردد و اواخر شب طلوع می‌کند. سرانجام حدود بیست و هشت روز بعد از محاق، ماه در حالی که بار دیگر به شکل هلال باریکی دیده می‌شود قبل از خورشید طلوع می‌کند. هلال آن به صورت عکس حالتی است که در زمان محاق رخ می‌دهد. بعد از گذشت بیست و نه روز و نیم از محاق مجدداً "به صورت محاق در می‌آید.

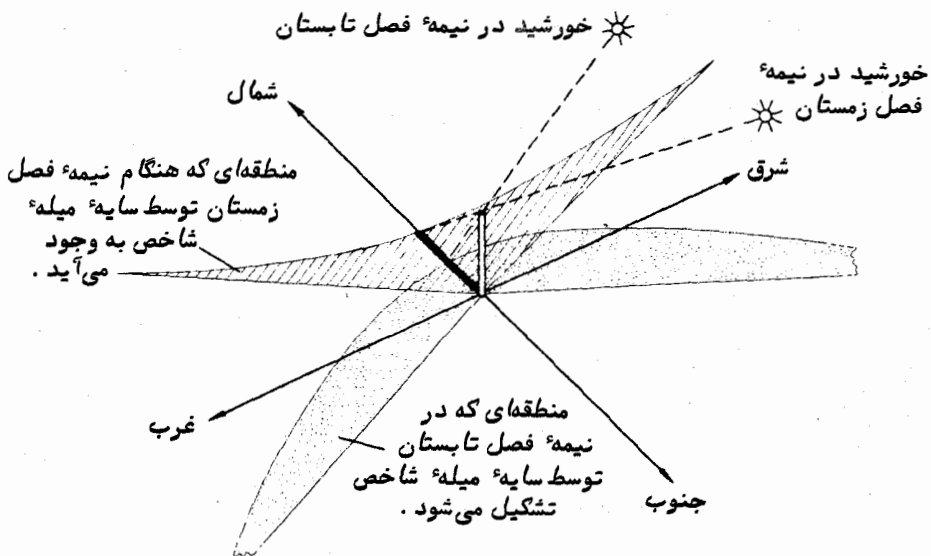
تحقیق و تشبیه این موضوع که ماه نسبت به دیگر ستارگان به زمین نزدیکتر می‌باشد برای قدام امری ساده بوده است. غالباً "دیده می‌شد که ستاره‌ای توسط ماه پنهان می‌گشت و سپس از کناره دیگر قرص ماه دوباره ظاهر می‌شد. گاهی نیز ماه گرفتگی رخ می‌داد و زمین در حین گردش خود جلوی نور خورشید را می‌گرفت تا این که مقدار روشنائی ماه کاهش می‌یافت و به رنگ کدر موسمی در می‌آمد. گاهی حادثه هراسناکتری از ماه گرفتگی در خلال روز صورت می‌گرفت و آن حضور نامرئی ماه در مجاورت خورشید به هنگام خورشید گرفتگی بود. طی این رویداد روز به شب تبدیل می‌شد و پرندگان راهی لانه‌هایشان می‌شدند و ترس موهومی در انسان اولیه بر می‌انگیخت.

ناظری که یک ماه یا بیشتر آسمان شب را مورد مطالعه قرار می‌دهد متوجه چیز جدیدی

در بارهٔ یک یا دو جرم شبه ستاره می‌گردد. وی در می‌یابد که این اجرام چشمک نمی‌زنند. با تعقیب دقیق موضع آنها نسبت به ستارگان مجاورشان معلوم می‌شود که آنها نیز در مقابل زمینهٔ ستارگان در گردشند. اما گردش آنها از نظم خاصی برخوردار نیست، بدین شکل که طی یک ماه یکی از آنها حرکتی همسو با کرهٔ ماه دارد درحالی که جرم دیگر در قسمتی دیگر از آسمان در جهت عکس آن گردش می‌کند. حتی ممکن است هریک از آنها در پایان مشاهدات یک ماهه از حرکت بازایستند یا تغییر جهت دهند یعنی مسیر قبلی خود را در کرهٔ سماوی دوباره طی کنند. این اجرام سرگردان یا سیارات ( " سیاره " کلمه‌ای یونانی است به معنی " سرگردان " ) دارای ماهیت کاملاً متفاوتی نسبت به ستارگان چشمکزن و ثابت هستند.

### ۱-۵ یک سال

مشاهدهٔ مستمر و شبانه‌روزی در یک سال مفاهیم جدیدی را به‌ناظر ارائه می‌کند. برای مثال، تغییرات روزانهٔ خورشید و تغییرات فصول به هم بستگی دارند. برای اکثر ناظران، خورشید طلوع می‌کند و بتدریج در آسمان اوج می‌گیرد تا این که هنگام ظهر ظاهری به بالای نصف‌النهار می‌رسد، سپس رفته‌رفته از ارتفاعش کاسته می‌شود تا در افق غرب، غروب می‌نماید. دیده‌ایم که این پیشروی را می‌توان از روی تغییرات جهت و طول سایهٔ تکه‌چوبی که به‌طور عمودی در زمین فرو کرده‌ایم مورد مطالعه قرار داد. ( شکل ۱-۱ ) را ملاحظه کنید ) .



شکل ۱-۱ - تغییر طول سایه بر حسب زمان روز و زمان سال



با سپری شدن روزها حداقل طول روزانه سایه (هنگام ظهر ظاهری) نیز تغییر می‌یابد یعنی در فصل زمستان طولانی‌تر و در تابستان کوتاه‌تر می‌شود. این عمل در مورد تغییر جهت طلوع و غروب خورشید نیز صادق است. شش ماه بعد از این که خورشید بین شمال و شرق طلوع و بین شمال و غرب غروب کند، محل طلوع آن بین جنوب و شرق و محل غروب آن بین جنوب و غرب خواهد بود و لازم است شش ماه دیگر بگذرد تا گردش خورشید کامل شود یعنی خورشید دوباره از محلی بین شمال و شرق طلوع و بین شمال و غرب غروب کند.

این امر را می‌توان با این فرض توضیح داد که خورشید نه تنها در یک روز به همراه تمام ستارگان موجود در روی کره سماوی به دور زمین می‌چرخد (حرکت روزانه خورشید) بلکه در مسیری از میان ستارگان کره سماوی به آرامی می‌گذرد و یک دور کامل این گردش یک سال به طول می‌انجامد که در این مدت به موضع اولیه خود نسبت به ستارگان باز می‌گردد. در صفحات قبل دانستیم، ناظری که در طول یک ماه دریافته است که بعد از غروب، کدام گروه از ستارگان ابتدا در بالای افق شرق دیده می‌شوند، به این نتیجه می‌رسد که خورشید نسبت به ستارگان در حرکت است. اکنون در می‌یابد که حرکت جلو رونده، منظم و دیرپایی درست نسبت به زمینه ستارگان وجود دارد و هنگامی که خورشید به موضع ستاره‌ای قبلی خود باز گردد، دوره فصول نیز کامل می‌شود.

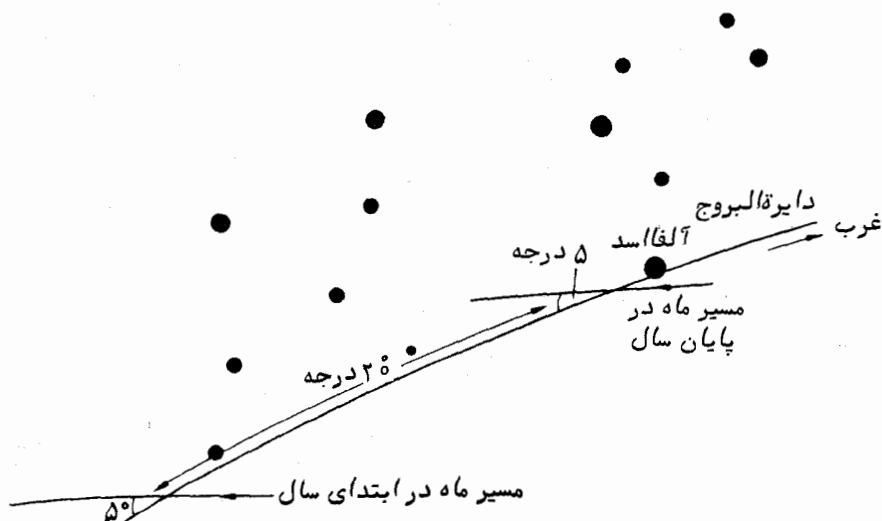
مسیر حرکت ستاره‌ای خورشید توسط قدام‌الدایرة البروج نامیده می‌شد و گروه ستارگانی که با این مسیر برخورد می‌کردند، برجهای منطقه البروج نام داشتند. صفحه دایرة البروج دایره عظیمه‌ای است که نسبت به خط استوا دارای تمایلی حدود  $\frac{1}{4}$  ۲۳ درجه می‌باشد و آن را در دو نقطه به نامهای نقطه اعتدال بهاری و اعتدال پاییزی که ۱۸۰ درجه از هم فاصله دارند، قطع می‌نماید.

بنابراین ستایش خورشید از سوی قدام و پیشینیان امری طبیعی است. از نظر آنها، خورشید نه تنها طی روز، برعکس دیو شب گرما و نور می‌داد بلکه پیشروی سالانه آن، با فصول و همچنین با زمان کاشت و برداشت مرتبط بود. بر همین اساس برای استفاده از خورشید به جای یک ساعت یا تقویم، دنبال کردن حرکت آن ضرورت داشت. برای رسیدن به این هدف ساختن ساعت‌های خورشیدی آغاز شد. این کار از ایجاد ستونهای هرمی شکل ساده که بروی خطوط منسحب از پایه آن سایه می‌انداخت آغاز شد و تا ساختن ابنیه سنگی و فلزی پیچیده و کاملاً مبتکرانه ادامه یافت. تا قرن ۱۹ میلادی این ابزار را ابنیه‌ها ساعت‌های مچی در دقت سنجش زمان برابری می‌کردند.

برای مقاصد تقویمی خطوطی از سنگهای مستقر را که بر نقاط نیمه تابستان، نیمه زمستان و نقاط اعتدالی طلوع و غروب خورشید دلالت داشتند مشخص می‌کردند. هنوز هم در جزایر بریتانیا صدها نمونه از بقایای این رصدخانه‌های خورشیدی بجا مانده که شاهدهی بر معطوف شدن ذهن اجداد ما به الهه خورشید است.

ناظری که در مدت یک سال به آسمان شب می‌نگرد حدود ۱۳ بار گردش ماه نسبت به زمینه ستارگان را می‌تواند بشمارد. اما در خلال این مدت معلوم نمی‌شود که رابطه ساده‌ای بین دوره تناوب نجومی گردش ماه، دوره تناوب اهله آن و سال (مدت زمانی که به طول می‌انجامد تا خورشید یک دور کامل حول دایرة البروج بزند) وجود دارد، بلکه این مطلب پس از مشاهدات بسیار طولانی که برحسب دهه اندازه‌گیری می‌شود آشکار می‌گردد.

با این وجود، متوجه می‌شویم که مسیر نجومی حرکت ماه تمایل اندکی با دایرة البروج دارد (حدود ۵ درجه) و چنانچه نقطای از دایرة البروج را که ماه از آن عبور می‌کند ثبت کنیم آشکار می‌شود که این نقاط به میزان ۲۰ درجه در سال به سمت غرب گرایش دارند (شکل ۱-۲ را ملاحظه نمایید).



شکل ۱-۲ مسیر نجومی ماه در هر ماه دوبار از دایرة البروج می‌گذرد که هر یک از آنها ۵ درجه می‌باشد. در مورد گردش پی‌درپی ماه، نقاط عبوری در یک سال به سمت غرب کشیده شده‌اند که حدود ۲۰ درجه می‌باشد. صورت فلکی اسد (شیر) را برای نشان دادن مقیاس حرکت، آورده‌ایم.

اطلاعات زیادی را می‌توان در باره اجرام شبه‌ستاره که چشمک نمی‌زنند و نیز طی بررسی یک ماهه معلوم شده که نسبت به زمینه ستارگان حرکتی کند دارند، به دست آورد. این سیارات همچون ماه، تنها چند درجه با صفحه دایرة البروج اختلاف دارند ولی صورفلکی را یکی پس از دیگری در طی چند ماه سیر می‌کنند. مسیر یک یا دو سیاره از این نوع، به شکل حلقه‌های باریکی است که ناظر فقط یکی از آن حلقه‌ها را برای هر سیاره در طی سال مشاهده می‌کند.

مشاهدات سالانه، اطلاعات جدیدی را در مورد ستارگان به ناظر ارائه نمی‌کند بلکه فقط بر این تأکید می‌کند که موضع و میزان روشنایی هر یک از آنها نسبت به دیگری تغییر نمی‌کند و هر ستاره برخلاف خورشید، مسیر طلوع و غروب ثابتی دارد، مگر ستارگان حول قطبی. با این وجود، ممکن است یک ناظر فوق‌العاده دقیق پس از یک سال شک کند که آیا نتایج وی درباره ستارگان هیچ استثنایی ندارد و بدین طریق با مقایسه‌های منظمی که در مورد روشنایی یک ستاره با ستارگان مجاور آن به عمل می‌آورد، پی می‌برد که روشنایی چند ستاره متغیر است. این موضوع خصوصاً برای ستاره‌شناسان عرب قرون وسطی کاملاً مشهود بود. ناظر حتی ممکن است یک نواختر را ببیند. نواختر ستاره‌ای است که در موضعی ظاهر می‌شود که قبلاً در آنجا، هیچ ستاره‌ای وجود نداشته است. این رویداد، ناظر را وامی‌دارد تا درباره اطلاعاتی که قبلاً راجع به صور فلکی داشته است، شک کند و همین حوادث این فکر را در وی به وجود خواهد آورد که چنانچه پدیده دوباره تکرار گشت، نقشه‌ای از ستارگان برای استفاده آینده تهیه کند. به علاوه احتمال می‌رود که ناظر در خلال یک سال موفق به دیدن یک ستاره دنباله‌دار شود که جرمی شبه‌ستاره است و دنباله‌ای بلند و پرنور دارد. نمو قسمت دنباله و حرکت قسمت سر ستاره دنباله‌دار را هر شب می‌توان مورد بررسی قرار داد.

ناظر مورد نظر باید در باره پدیده‌های سماوی که وی به مطالعه آنها پرداخته، در حال حاضر به نتایج تجربی دست یافته باشد. برداشتها و نیز استنتاجی که او از جهان در ذهن خود می‌کند در فرهنگ وی محدود می‌شود؛ همچنان که انسان دوره نوسنگی و انسان عصر طلایی آتن یونان از مشاهدات یکسان خود برداشتهای مختلفی از شناخت کیهان و عالم هستی دست یافته‌اند. آری، نیازهای یک شکارچی یا زارع به ستاره‌شناسی با نیازهای یک ملوان متفاوت است.

## فرضیه‌های پیشین درباره جهان

بدون شک اولین فرضیات ساده بوده‌اند. زمین صفحه‌ای مسطح و دارای رود، تپه، دریا و خشکی بود که تا ابد به همان وضع ثابت می‌ماند. اجسام سماوی در جهت شرق به غرب در گردش بودند. اما اگر زمین نامتناهی بود پس خورشیدی که در غرب غروب می‌کرد چگونه می‌توانست همان خورشیدی باشد که صبح روز بعد از شرق طلوع می‌کرد؟ بابلیها احتمالاً "چنین استدلال می‌کردند که زمین مسطح است و توسط اقیانوسی گرد محصور گشته و فرا سوی این اقیانوس رشته کوهی دایره‌وار قرار دارد که کاینات و افلاک را نگهداری می‌کند. بعد چنانچه در قاعده این نیمکره عظیم فضایی یعنی درکناره‌های شرقی و غربی آن دره‌ایی تعبیه گردد. اجسام سماوی خواهند توانست هنگام غروب از دره‌ای غربی خارج شوند و به طریق اعجاب‌انگیزی به شرق منتقل گشته طبق قرار دوباره از سمت شرق ظاهر شوند.

گرچه تصویر دنیا از نظر بابلیان خیلی ساده بود ولی آنها ستاره‌شناسان با تجربه‌ای بوده‌اند. آنها قرنهای متمادی موضع خورشید، ماه، سیارات و ستارگان را با دقت زیادی مشاهده کرده بودند. حتی دریافته بودند که می‌توانند گرفتگی رانیز پیش‌بینی کنند. مشاهدات آنها بر اساس این انگیزه و اعتقاد بود که می‌توان از روی وضعیت و حوادث سماوی مانند گرفتگیها و ظهور ستاره‌های دنباله‌دار، آینده بشر را پیشگویی کرد. به همین دلیل سلاطین، طالع بینانی را در دربار خود به کار می‌گرفتند و ثروتمندان نیز برای زایچه‌ها هزینه‌هایی را می‌پرداختند. اعتقاد به طالع بینی که در همه اقوام وجود داشته، باید بتدریج با علم کیمیا و تلاش برای یافتن کیمیا از بین رفته باشد، اما هنوز عده زیادی هستند که به این علم کاذب ایمان و عقیده‌ی راسخی دارند. شاید نیازی به گفتن نباشد که ستاره‌شناسی مدرن بی‌اساس بودن چنین عقایدی را ثابت کرده است.

مصریان که تقریباً "مثل بابلیها ستاره‌شناسان قابل‌بودند، همچون آنها تصویر ساده‌ای از جهان در ذهن داشتند. آنها متوجه شده بودند که طغیان سالانه رود نیل با روزهایی

مصادف است که ستاره<sup>۱</sup> شعرای یمانی هنگام فلق صبحگاهی به آسانی دیده می‌شود. ارتباط رویدادهای زمینی با حوادث سماوی باعث توسعه<sup>۲</sup> طالع بینی و دخالت مذهب در این عرصه شد. خدای خورشید، شب هنگام فرود می‌آمد و برای ملاقات مردگان به داخل زمین رهسپار می‌شد.

برزرگان بیش از همه به دوره<sup>۳</sup> گردش خورشید علاقه‌مند بودند زیرا گردش آن با زمان کاشت و برداشت ارتباط داشت و دارد. دریانوردانی همچون فینیقیها و اهالی افریض ( ساکنان جزیره<sup>۴</sup> کرت ) از مسیر طلوع و غروب ستارگان در امر دریانوردی استفاده می‌کردند. از این موضوع در یادآوری این که ستارگان به شکل دسته‌هایی از صورفلکی بوده و هریک از این صور در آن زمان متضمن اسطوره‌ای بوده است، بهره می‌بریم.

آن چنان که اطلاع داریم تمدنهای باستانی چین، مدارس نجومی را ایجاد کردند و فرضیاتی را در باره<sup>۵</sup> علم کیهان‌شناسی بنیان گذاردند. علم ستاره‌شناسی چین احتمالا<sup>۶</sup> پیش از سال ۲۰۰۰ قبل از میلاد به طور جدی آغاز شده است. البته، جزئیات حوادث این عصر بیشتر جنبه<sup>۷</sup> افسانه دارد. داستان قتل دو ستاره‌شناس چینی به نامهای " هو " و " هی " <sup>۸</sup> به علت این که در پیش‌بینی خورشید گرفتگی سال ۲۱۳۷ قبل از میلاد موفق نبوده‌اند تا حدودی ساختگی است و احتمالا<sup>۹</sup> به دو دانشکده<sup>۱۰</sup> نجومی که در سالهای بعد در نزاع داخلی نابود شد، مربوط می‌شود. از حدود سال ۱۰۰۰ قبل از میلاد، حوادث تاریخی معتبر و قابل اعتماد آغاز می‌شود. برزرگان به تقویمی احتیاج داشتند، لذا مدت ماه و سال بسرعت تعیین شد. بطور یقین، سال  $365\frac{1}{4}$  روزه از تاریخ ۳۵۰ قبل از میلاد به کار گرفته شده است.

تا آن تاریخ، صورت فلکی چینیه را که بر ۱۲۲ عدد بالغ می‌شد و با آنچه که از سوی یونانیان به ما به ارث رسیده است کاملا<sup>۱۱</sup> متفاوت بود یا تقسیم مسیر حرکت خورشید - دایرة البروج - به ۱۲ منطقه، مرتب و تنظیم کرده بودند. اندازه<sup>۱۲</sup> هر منطقه تنها به قوس سماوی که خورشید هر ماه در آن قرار می‌گرفت بستگی داشت بلکه به حرکت سالانه<sup>۱۳</sup> سیاره<sup>۱۴</sup> مشتری نیز مربوط می‌شد. مطالعاتی نیز درباره<sup>۱۵</sup> حرکت سایر سیارات صورت می‌گرفت همچون غرب، نتیجه<sup>۱۶</sup> این مطالعات گرایش به علم کاذب طالع بینی بود. امپراطوری چین مرکزیا محور زمین صاف محسوب می‌شد که حوادث سماوی و انسانی در آن با هماهنگی عجیبی رخ می‌داد. نه تنها حوادث سماوی بر افراد عامه خصوصا<sup>۱۷</sup> امپراتور و دربارش احاطه داشت و آنها را راهنمایی می‌کرد بلکه آنان می‌پنداشتند اعمال و تصمیمات حکام قدرتمند نیز بر وضع کاینات و آسمان

1-Sirius

2-Ho

3-Hi

تأثیر می‌گذاشته است.

با افزایش دانش ریاضیات و به کار بردن وسایل و ابزار دقیق نجومی در اندازه‌گیری ارتفاع و زوایا در قرون بعد، حرکت خورشید، ماه و سیارات را در جداول نسبتاً دقیقی برای پیش‌گویی تنظیم کردند. به ظهور ستاره‌های دنباله‌دار نیز توجه کافی مبذول می‌شد که در میان آنها ستاره‌های چندین بار رؤیت شده بود. تا قرن ۱۴ بعد از میلاد، ستاره‌شناسی چین با نجوم اعراب در غرب بخوبی برابری می‌کرد.

در مناطق مختلف دنیا که تمدن‌های دیگر بشری تشکیل می‌شد مدارس نجومی نیز تأسیس گشت. اثرات زیانبار زمان و جاهلیت اقوام، آثار بسیاری از این مدارس را نابود کرد ولی خوشبختانه معدودی از این کتب و آثار بجا مانده است که می‌توانیم از آنها به اوج اندیشه و تفکر بانیان آنها پی ببریم. برای مثال بعداً خواهیم دید اقداماتی که بشر دوره مگالیتیک<sup>۱</sup> در تعقیب حرکت خورشید و ماه انجام می‌داده، تا چه اندازه متفکرانه بوده است. این تمدن برجسته در دومین هزاره قبل از میلاد در اروپای غربی شکوفا شد.

مشاهداتی در مورد گرفتگیها توسط سرخپوستان بدوی آمریکا مثلاً "قوم مایاها به ثبت رسیده است. ساعت خورشیدی بجا مانده در شهر گمشده" "ماچوپیکو"<sup>۲</sup> شواهد زیادی دال بر استفاده اینکاهای پرو از مشاهدات خورشیدی را برای مقاصد خاصی ارائه می‌کند. "پورتا دل سول"<sup>۳</sup> در شهرتی آهواناکو<sup>۴</sup> بولیوی نیز بر انجام مشاهدات خورشیدی قبل از مبادرت اینکاهها به آن خبر می‌دهد.

با این وجود، عقاید و تصورات نجومی و کیهان‌شناختی اندکی از هریک از تمدن‌های فوق بر گسترش درک ما از جهان نجومی تأثیر داشته است و نقطه شروع ما اصولاً از یونان باستان آغاز می‌شود.

آغاز روش کاملاً جدید بشر در تفسیر و تفکر درباره کاینات با شکوفایی تمدن یونان مصادف است. بسیاری از متفکران یونانی دارای ذهنی فوق‌العاده خلاق بودند و خود را وقف عقاید منطقی کرده از نظر فکری هیچ‌ترسی به خود راه نمی‌دادند. آنها از مطرح ساختن عقایدی که در فکرشان به وجود می‌آمد یا دنبال کردن افکار بی‌انتهای و خسته‌کننده هیچ‌گاه نمی‌هراسیدند. عده زیادی از آنها تصویر متعارف زمین مسطح و استوار و آسمان تحت نظر خدایان را

۱ - دوره‌ای است که انسانها از سنگهای بسیار بزرگ و حجیم در بنای ساختمانها وسایر موارد استفاده می‌کرده است.

رد می‌کردند زیرا می‌دیدند که وجود یک زمین کروی در فضا خیلی از مشکلات را حل می‌کند. ستارگان و سیاراتی که در مدت شب دیده نمی‌شوند در سوی دیگر زمین قرار دارند و علت دیده نشدن ستارگان در روز، نور خیره‌کننده<sup>۲</sup> خورشید است که نور ضعیف آنها را محو می‌سازد و آنچه که باعث خورشید گرفتگی می‌شود ماه است. فیثاغورث<sup>۱</sup> در قرن ششم قبل از میلاد فراگرفت که حرکت همه اجسام سماوی از ترکیب یک یا دو حرکت دورانی حاصل می‌شود.

در قرن بعد فیلاولوس<sup>۲</sup> که پیرو فیثاغورث بود جسورانه چنین ادعا کرد که زمین مرکز عالم نیست و در واقع زمین حرکت می‌کند. در مرکز عالم آتش عظیمی قرار دارد که زمین، ماه، خورشید و سیارات در دایره‌ای به اندازه‌های مختلف حول آن می‌چرخند. وی همچنین جسمی خیالی را به نام "لنگه زمین یا ضد زمین" تصور کرد تا کل اجسام متحرک را به عدد مقدس ده برساند. "ضد زمین" در مدار زمین به دور آتش مرکزی می‌چرخد و چون جهت زمین به سوی منزلگاه خدایان یعنی المپ می‌باشد نمی‌توان آن را از زمین دید. المپ در ماورای کره‌ای است که ستارگان ثابت بر آن قرار دارند. فیلاولوس همچنین معتقد بود که خورشید از خود نوری ندارد بلکه با نوری که از المپ و آتش مرکزی جذب می‌کند، می‌درخشد.

در تضاد با این عقیده، آنکساگوراس<sup>۳</sup> آموخت که خورشید، توده فلز فروزانی است که از لحاظ اندازه با یونان برابر است. آریستارخوس (ارسطرخس)<sup>۴</sup> در قرن سوم قبل از میلاد با عقیده فیلاولوس که زمین می‌چرخد موافق بود و با آموزش این که زمین حول محور خود می‌چرخد حرکت روزانه کاینات را تشریح می‌کرد. به علاوه، وی اظهار می‌کرد که خورشید یک ستاره است و زمین به دور آن می‌چرخد و سایر ستارگان فاصله خیلی زیادی با آنها دارند. آریستارخوس مثل آنکساگوراس در مورد اندازه نسبی خورشید، ماه و زمین نظریاتی ارائه کرده بود و قطر خورشید را حدود هفت برابر قطر زمین می‌دانست و این رقمی است که گرچه نسبت به عدد به دست آمده کنونی خیلی تفاوت دارد ولی یک واقعیت را در برداشت و آن این بود که زمین خیلی کوچکتر از خورشید است.

اراتستن<sup>۵</sup> که حدود سال ۲۳۰ قبل از میلاد در شهر اسکندریه می‌زیسته است از مشاهدات خورشیدی و دانش هندسه و جغرافیای محاسبه محیط زمین استفاده کرد و به عددی دست یافت که با رقم مورد قبول کنونی درصد ناچیزی اختلاف دارد.

وی می‌دانست که در انقلاب تابستانی، خورشید از سمت الرأس شهر سوئنه<sup>۶</sup> (اسوان

1—Pythagoras

2—Philolaus

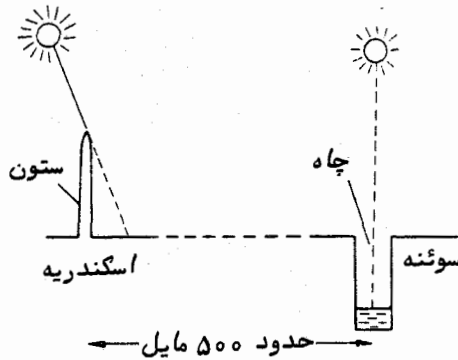
3—Anaxagoras

4—Aristarchus

5—Eratosthenes

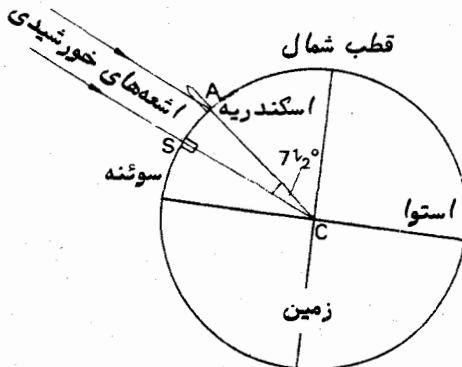
6—Syene

جدید) در مصر علیا می‌گذرد و به ته چاهی در آنجا می‌تابد. وی از طول سایه ستون شهر اسکندریه که دارای طول جغرافیایی مشابهی با شهر سوئنه بود هنگام ظهر انقلاب تابستانی دریافت که ارتفاع خورشید  $۸۲/۵$  درجه است (شکل ۲-۱). او همچنین فاصله بین شهر سوئنه و اسکندریه را می‌دانست. سپس اراتستن چنین فرض کرد که خورشید در فاصله خیلی



شکل ۱-۲ (مشاهدات اراتستن)

دوری قرار دارد و زمین نیز کروی است. پس می‌توان اشعه‌های خورشیدی را در شهرهای سوئنه و اسکندریه موازی منظور کرد. زاویه بین جهت تابش خورشید با ستون قائم شهر اسکندریه ( $۷/۵$  درجه) را همان زاویه بین اسکندریه و سوئنه نسبت به مرکز زمین،  $C$ ، پنداشت (شکل ۲-۲). در این صورت با حل این مسأله که اگر فاصله دو شهر سوئنه و اسکندریه نسبت به مرکز زمین  $۷/۵$  درجه باشد فاصله‌ای که زاویه  $۳۶۰^\circ$  درجه را فرامی‌گیرد چقدر است، بسادگی محیط زمین را محاسبه کرد.



شکل ۲-۲ تفسیر اندازه‌گیری‌های اراتستن



سایر ریاضیدانان و ستاره‌شناسان یونانی مثل ابرخس،<sup>۱</sup> تالس (طالس)،<sup>۲</sup> آپولونیوس،<sup>۳</sup> ارسطو،<sup>۴</sup> و بطلمیوس<sup>۵</sup> نیز تصاویری از عالم یا کیهان‌شناسی را ارائه کردند که برای عدم تبعیت از محیط‌شان و رسیدن به حقایق اجمالی تحسین همگان را برانگیختند. برای مثال، ابرخس، حرکت تقدیمی اعتدالین را کشف کرد که ناشی از تغییرات دراز مدت مواضع استوار و دایره‌ق البروج بود. او فاصله خورشید را اندازه گرفت و در ارائه نظریاتی در باره حرکت خورشید و ماه گامهای مؤثری برداشت.

عاقبت با انقراض تمدن یونان آخرین متفکرو شاید با نفوذترین آنها برآن شد تا محصول کار بسیاری از قدما را در کتاب *المجسطی* جمع‌آوری کند. بطلمیوس که در قرن دوم بعد از میلاد می‌زیست نه تنها کتابهای ستاره‌شناسان یونانی را جمع‌آوری و مورد بحث قرارداد، بلکه خودش نیز مطالعاتی در نجوم، جغرافیا، ریاضیات، موسیقی، نورشناسی و دیگر زمینه‌ها انجام داده است. کتاب نجومی مشهور وی، *المجسطی* که باعث بقای قرون وسطای تمدن غرب شد، بر عقاید و نظریات ستاره‌شناسی قبل و بعد از اختراع تلسکوپ در اوایل قرن هفدهم تأثیر گذاشت. هیأت بطلمیوسی که حرکات ظاهری ماه، خورشید و سیارات را تشریح می‌کرد در قسمت ۱۱-۲ مورد بحث قرار گرفته است.

در خلال قرون وسطی، با استقرار و تثبیت امپراطوری اسلام علم ستاره‌شناسی در این امپراطوری رونق یافت. کتاب *المجسطی* بطلمیوس در سال ۸۲۰ بعد از میلاد به زبان عربی ترجمه شد و از آن به بعد مطالعات دانشمندان مسلمان جهت یافتن آنها پدیده‌های نجومی را با دقت بیشتری نسبت به گذشته اندازه‌گیری می‌کردند و با پایان یافتن قرون وسطی در اروپا به اندوخته‌ای از دانش دست یافته بودند که در نظر ستاره‌شناسان غربی دارای ارزش فراوانی بود. بسیاری از واژه‌های موجود در علم ستاره‌شناسی جدید از عربی گرفته شده؛ مثل سمت الرأس، سمت القدم و تقویم نجومی، در حالی که نام ستارگان مشهوری همچون رأس الغول،<sup>۶</sup> دبران،<sup>۷</sup> نسر طائر<sup>۸</sup> و ابط الجوز نیز دارای ریشه عربی هستند. علاوه بر آن ریاضیدانان مسلمان مثلثات کروی و ارقام عربی را عرضه کردند که از جمله آنها علامتی برای صفر است. جبر نیز کلمه‌ای عربی است.

با این وجود، آنها علم کیهان‌شناسی جدیدی را به یادگار نگذاشته‌اند و به تصویر عالم از دیدگاه یونانیان اکتفا کرده آن را پذیرفته بودند. تا این که بار دیگر دنیای غرب بیدار گشت و از نو مطالعات علوم طبیعی و ستاره‌شناسی را آغاز کرد.

1- Hipparchus

2- Thales

3- Apollonius

4- Aristotle

5- Ptolemy

6- Algor

7- Aldebaran

8- Altair

## مشاهده با وسایل و ابزار

### ۳ - ۱ ذهنی بودن اندازه گیریهای ساده

یکی از معایب انجام مشاهدات با چشم چه با وسایل و ابزار اضافی و چه بدون آنها این است که این مشاهدات خیلی ذهنی هستند. با مقایسه<sup>۱</sup> نتایج به دست آمده از چندین ناظر، تناقضات بلافاصله آشکار می شوند. مثلاً "وقتی چند ناظر زمان یک پوشیدگی ماه را<sup>۱</sup> (مخفی شدن یک ستاره در پشت قرص ماه) در یک محل یکسان توسط کرونومتر اندازه می گیرند، پس از مقایسه<sup>۲</sup> هر یک از زمانها با ساعت رسمی رصدخانه معلوم می شود که اندازه گیری پدیده مذکور یکنواخت نبوده است. چنانچه همین گروه ناظران زمان چندین پوشیدگی را اندازه بگیرند تجزیه و تحلیل گستردگی مقادیر هر یک از زمانها بر این دلالت می کند که برخی از ناظران در به کار انداختن کرونومتر خود نسبت به دیگران کندتر هستند. به نظر می رسد که هر ناظر موازنه<sup>۳</sup> شخصی دارد که قبل از مقایسه<sup>۴</sup> اندازه گیریهای وی با اندازه گیریهای ناظران دیگر باید این موازنه را منظور کرد.

مسأله از این رو پیچیده تر می شود که موازنه<sup>۵</sup> شخصی هر ناظر به زمان بستگی دارد. این مورد ممکن است یک تغییر کوتاه مدت باشد که به رفاه و آسودگی خیال ناظر بستگی دارد یا تغییر بلند مدتی باشد که فقط طی سالهای درازی که از عمر ناظر می گذرد آشکار می شود. اولین نمونه<sup>۶</sup> ثبت شده<sup>۷</sup> این چنین تأثیرات توسط ماسکلین<sup>۸</sup>، پنجمین ستاره شناس سلطنتی، مورد توجه قرار گرفته که در سال ۱۷۹۶ (در شماره<sup>۹</sup> ۳ مجله Greenwich Observations) چنین نوشته است:

همکار من آقای دیوید کین بروک<sup>۱۰</sup> - که تمام سال ۱۷۹۴ م و قسمت اعظمی از سال (۱۷۹۵) در مشاهده عبور ستارگان و سیارات با من در توافق کامل بود - از ابتدای

1- Occultation

2-Maskelyne

3-Kinnebrook

ماه اوت سال ۱۷۹۵ م. آنها را نیم ثانیه بیشتر از زمانی که برطبق مشاهدات می‌بایست یادداشت کند ثبت می‌کرد و در ژانویه (۱۷۹۶) خطایش به ۸ دهم ثانیه افزایش یافت. متأسفانه چون وی این خطا را در مدت قابل ملاحظه‌ای قبل از این که ملتفت آن شوم مرتکب شده بود و احتمالاً "به نظر نمی‌رسید که آن را اصلاح نماید و روش صحیح مشاهده را از سرگیرد، بنابراین گرچه از جهات دیگر همکار ساعی و مفیدی برای من بود، علی‌رغم میل باطنیم از او جدا شد.

بیشتر به سبب این واقعه بود که مفهوم موازنه<sup>۲</sup> شخصی چند سال بعد کشف شد. در شرح دلایل ماسکلین برای اخراج کین بروک وی عبارت "روش صحیح مشاهده" را به کار می‌برد، بدین معنی که بین نتایج کین بروک و نتایج خودش تفاوت‌هایی وجود داشته و روش مشاهده<sup>۳</sup> کین بروک بی‌ارزش بوده است. البته ممکن است در موازنه<sup>۲</sup> شخصی ماسکلین، در مورد آن تفاوتها یک تغییر تدریجی صورت گرفته یا حتی آنها را بطور کامل منظور کرده باشد.

مثال مربوط به تغییرات کوتاه مدت در موازنه<sup>۲</sup> شخصی، تشخیص تفاوت‌های رنگ است که مستقیماً با چشم صورت می‌گیرد. مشهور است که حساسیت به رنگ تا حد قابل احساسی به فرد ناظر بستگی دارد. بعضی از افراد در تشخیص رنگ توانایی ناچیزی دارند و یا حتی ممکن است "کور رنگ" باشند. حساسیت هر ناظر به رنگ به شرایط وی نیز بستگی دارد. تحت شرایط متعارف چشم معمولی به رنگ منطقه سبز طیف حساس است. با این حال اگر ناظر در اتاق تاریکی قرار گیرد و چشمش به تاریکی عادت کند آنگاه حداکثر حساسیت وی به رنگ آبی می‌گراید. پس از تقریباً "نیم ساعت، این پدیده خیلی واضح و بارز می‌شود. اگر ناظر را به انجام تمرین شاقی وادار کنیم، افزایش اندک دمای بدن باعث می‌شود که حد نهایی حساسیت از محل طبیعی به سوی نور قرمز انتهای طیف معطوف شود. بنابراین، هرگونه تشخیص رنگ که به چگونگی پاسخ چشم ناظر به رنگ وابسته است، به میزان زیادی به موقعیت ناظر و شرایط ویژه مشاهده بستگی دارد.

### ۳ - ۲ استفاده از ابزار در ستاره‌شناسی

استفاده از ابزار در ستاره‌شناسی همچون تمام رشته‌های دیگر علوم گسترش یافته به طوری که اطلاعات به دست آمده از مشاهدات، دیگر ذهنی نیستند. باز همچون علوم دیگر، استفاده از ابزار این موضوع را بلافاصله آشکار کرد که وسعت اندازه‌گیری نیز گسترش یافته است. مثلاً وقتی گالیله تلسکوپ را برای مشاهدات ستاره‌شناسی به کار برد، گستره جدیدی از پدیده‌های سیاره‌ای کشف شد و به تعداد ستارگان قابل مشاهده بطور فزاینده‌ای افزوده شد. از زمان گالیله

به بعد و با استفاده از هر نوع وسیله جدید مشاهده کل گستره پدیده‌های قابل رؤیت در حال افزایش است.

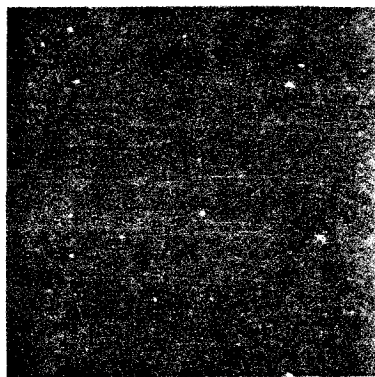
به کارگیری وسایل و ابزار که اول از همه در ستاره‌شناسی متداول شد به طوری طرح‌ریزی گشت که اندازه‌گیری یا ثبت واقعی با چشم انجام شود. فراگیر شدن وسایل عکاسی باعث افزایش فوری گستره مشاهدات ممکن شد. درحالی که چشم قادر است در یک میدان پرستاره در هر لحظه فقط روی چند ستاره تمرکز کند، صفحه عکاسی می‌تواند بطور همزمان نور همه ستارگان موجود در میدان را ثبت کند. باید روشنایی ستاره‌ای که می‌خواهیم با چشم ببینیم،

طول کهکشانی = ۴۹ درجه

عرض کهکشانی = ۲۴ + درجه



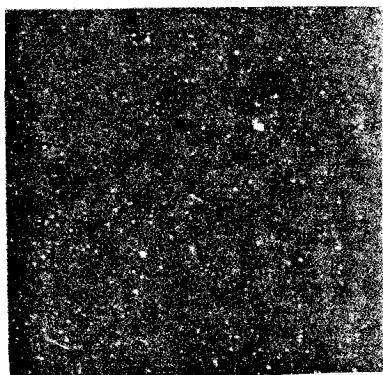
۵ دقیقه



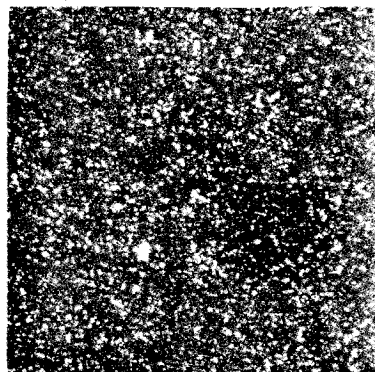
۵ دقیقه

عرض کهکشانی = ۴ - درجه

طول کهکشانی = ۲۷ درجه



۵ دقیقه



۵ دقیقه

شکل ۳ - ۱) تأثیر افزایش مدت زمان نور دادن به فیلم در دو عرض کهکشانی متفاوت.  
(با استفاده از تلسکوپ بازتابی ۹۰ سانتی‌متر، دانشگاه آریزونا در کیت پیک، عکاس ب. ژ. باک)

از یک حد معین بالاتر باشد زیرا چشم نمی‌تواند انرژی دریافتی در یک مدت زمان را جمع‌آوری و ثبت کند. درحالی که صفحهٔ عکاسی قادر به این کار است و چنانچه مدت نور دادن به آن زیاد شود، تصویر حاصل به مجموع انرژی که بر روی صفحه می‌رسد بستگی خواهد داشت. بنابراین، صفحهٔ عکاسی علاوه بر ثبت همزمان تصاویر این فرصت را می‌دهد تا ستارگان بی‌فروغ نیز ثبت شوند، ستارگانی که به طور معمول با چشم دیده نمی‌شوند (شکل ۳ - ۱ را ملاحظه کنید).

از نظر طول موج، صفحهٔ عکاسی دارای اختلاف حساسیت متفاوتی نسبت به چشم است. انواع مختلف صفحات باگستره‌ای از حساسیتهای طیفی وجود دارد. حدنهایی حساسیت برخی از صفحات نسبت به نور آبی است، در صورتی که صفحات دیگر به نور قرمز نهایت حساسیت را دارند. صفحات عکاسی که به نور آبی حساسند به طور یقین تصاویر روشنی از ستارگان آبی رنگ - نه ستارگان قرمز - ارائه می‌کنند، درحالی که صفحات حساس به نور قرمز برعکس تصاویر خوبی از ستارگان آبی ارائه نمی‌کنند، بلکه از ستارگان قرمز رنگ تصاویر روشنی برمی‌دارند. استفاده از دو صفحه عکاسی با حساسیتهای طیفی گوناگون و عکس‌برداری از یک میدان پرستاره این واقعیت را براحتی نشان می‌دهد که ستارگان رنگی‌اند.

برخی از مواد عکاسی نسبت به رنگهایی که با چشم معمولی قادر به دیدن آنها نیستیم حساسند. با انتخاب محلول عکاسی ویژه‌ای می‌توان گسترهٔ رنگی مشاهدات ستاره‌شناسی را تا نور ماورای بنفش یا مادون قرمز افزایش داد.

از این رو ثبت مشاهدات ستاره‌شناسی با آشکار سازی به جای چشم می‌تواند حوزهٔ کار مشاهده را گسترش بخشد تا بتوانیم به اجرام بسیاری بطور همزمان بنگریم و سلسله‌ای از اجرام کم فروغ را که چشم قادر به تشخیص آنها نیست با گستره‌ای بسیار وسیعتر مشاهده کنیم.

از زمانی که برای اولین بار، عکاسی به خدمت علم ستاره‌شناسی درآمد آشکارسازهای متداول به نحو بارزی افزایش یافتند. آشکارسازهایی که براساس پدیدهٔ فتوالکتریک کار می‌کنند کاربرد مشترکی دارند. آشکارسازهایی را که بویژه برای موارد کار با مادون قرمز طرح‌ریزی شده‌اند می‌توان بر تلسکوپهای نوری نصب کرد. پس از کشف این موضوع که از فضای دور دست، انرژی به صورت امواج رادیویی به ما می‌رسد تلسکوپهای ویژه‌ای طرح شد که در کانونهایشان آشکارسازهای رادیویی حساسی قرار داشت و بدین سان عصر ستاره‌شناسی رادیویی آغازگشت. واضح است که بخش عظیمی از این انرژی توسط جو زمین جذب می‌شود ولی با اختراع بالنهای دور پرواز و اقمار مصنوعی می‌توان به اندازه‌گیری این تشعشعات پرداخت. شاخه‌های جدید ستاره‌شناسی با اشعه‌های گاما، ایکس و مادون قرمز پیوسته بر اطلاعات ما از اجسام خارج از محیط زمین می‌افزایند.

با وجود این که گستردگی وسیع آشکارسازها، تا حد زیادی ذهنی بودن هر اندازه‌گیری را برطرف می‌کند برای جلوگیری از اعمال اشتباهات منظم مراقبت خاصی لازم است. هر آشکارساز شبیه یک مبدل انرژی کار می‌کند که در آن انرژی با خصوصیات فرض شده بر آشکارساز می‌تابد و به شکل دیگری تبدیل می‌شود. آنگاه شکل جدید انرژی سنجیده می‌شود. مثلا " وقتی اشعه به قسمت حساس کاند نوری می‌رسد صرف آزاد کردن الکترونها می‌شود که همچون یک جریان الکتریکی سنجیده می‌شود. شدت انرژی تابیده شده را می‌توان از انحراف عقربهء دستگاه سنجش دریافت یا این که آن را برای انجام مراحل مستقیم کامپیوتر به شکل رقم درآورد.

مرحلهء تبدیل اشعهء تابیده شده به شکلی از انرژی که برای اندازه‌گیری مناسبتر است هیچگاه صد درصد بازدهی ندارد و به همین جهت لازم است ناظر دقیقا " بداند که دستگاه ثبت وی چگونه به یک اشعهء دارای کمیت و کیفیت معین پاسخ می‌گوید. به عبارت دیگر، باید کل دستگاهی را که برای مشاهده به کار می‌برد میزان کند. میزان را می‌توان یا با منظور کردن و درهم آمیختن اثرات هر یک از اجزای مرکب دستگاه حساب کرد یا این که اجرام مشهور فرضی را با آن مشاهده کرد. به علت عدم امکان تنظیم کامل و دقیق وسایل، احتمال بروز خطاهای اصولی در اندازه‌گیریهای نجومی می‌رود. یکی از وظایف ناظر این است که مطمئن شود اشتباهات مرتب، پایینتر از حد مشخص شده می‌مانند.

گرچه هر قطعه از وسیلهء مشاهده، روند اندازه‌گیری را به طریقی بهبود می‌بخشد، همین حقیقت که وسیله و تابش بر یکدیگر اثر کرده‌اند بیانگر آن است که مقداری از اطلاعات موجود در پارامترهای مربوط به اشعهء تابیده شده در مرحلهء نهایی ثبت، درج نشده‌اند و از بین رفته‌اند. همهء صفات انرژی تابش در نمونهء ثبت شدهء آن ارائه نشده است. هر وسیله را می‌توان دارای نمایهء دستگاهی فرض کرد. نمایهء دستگاهی هر وسیله و ابزار وقتی با اطلاعاتی که کامل فرض می‌شود ارائه گردد مشابه شکل محصول آن خواهد بود.

مثلا " وقتی یک تلسکوپ را به سوی یک منبع نقطه‌ای (اطلاعات کامل) نشانده‌رویم، شکل تصویر به دست آمده (نمایهء دستگاهی) دقیقا " مشابه آن منبع نخواهد بود. انرژی جمع‌آوری شده در یک نقطه از صفحهء کانونی تلسکوپ جمع نشده بلکه فضای کوچکی را احاطه کرده است. این تصویر، همان طرح پراش است که احتمالا " انحرافهای دیگری که ناشی از عیوب دستگاه نوری است بر آن افزوده شده‌اند. چنانچه تصویر ثبت شده بزرگتر از نمایهء دستگاهی نباشد، اندازه‌گیری آن فقط محدودهء بزرگتری از اندازهء جسم را به ما ارائه می‌کند. ثبت جزئیات درون یک جسم طویل را می‌توان به بهترین نحو با نمایهء دستگاهی انجام داد.

هر دستگاه دارای حد " وضوح " اطلاعات ثبت شده است که آن را از طریق تشعشعات ورودی می‌توان دریافت. این حد که در هر دستگاه میزان شده است غالبا " توان تفکیک آن

دستگاه نامیده می‌شود. در تمام موارد، حد مطلق برای توان تفکیک هر دستگاه معین وجود دارد و آن را از بررسی‌های علمی و نظری می‌توان تخمین زد. بعضی اطلاعات ممکن است در تشعشعات ورودی وجود داشته باشد ولی تا وقتی که یک دستگاه با توان تفکیک مناسب به کار گرفته نشود، این اطلاعات ثبت نخواهند شد. و از دست می‌روند. ناظر با استفاده از هر قطعه از دستگاه معمولاً " قصد دارد تنظیم دقیق و کامل دستگاه را حفظ کند تا توان تفکیک آن تا حد ممکن به توان تفکیک علمی و نظری نزدیک باشد.

### ۳ - نقش ناظر

ستاره‌شناسی مشاهده‌ای، جایگاه ویژه‌ای در علوم دارد بدین علت که بجز چند مورد استثنایی تمام دانش و اطلاعات فقط از اندازه‌گیری تشعشعاتی که از فضا می‌رسد جمع‌آوری می‌شود. ستاره‌شناسی مثل سایر علوم آزمایشگاهی نیست که آزمایشگر بتواند محیط یا شرایط مواد تحت بررسی را تغییر دهد یا بر آنها نظارت کند. " آزمایش " وی در فضا صورت می‌گیرد و ستاره‌شناس بانسانه رفتن تلسکوپش به سوی نقطه معینی از فضا، اطلاعات مورد نیازش را کسب می‌کند و سپس تشعشعاتی را که جمع‌آوری کرده مورد بررسی و تجزیه و تحلیل قرار می‌دهد. در تفسیر اطلاعاتش فرض منطقی بر آن قرار گرفته که همان قوانین فیزیکی کشف شده در آزمایشگاه را می‌توان در فضا در هر جایی که ماده وجود دارد تعمیم داد. درحقیقت بسیاری از اندازه‌گیری‌های نجومی، روشها و طرق مشاهده مواد را تحت یک سری شرایط گوناگون فراهم آورده که در آزمایشگاه نمی‌توان به آنها دست یافت. برای درک این شرایط گاهی ضروری است پا را از قوانین آزمایشگاهی فراتر بگذاریم یا حتی قوانین جدیدی را برای تشریح و توضیح پدیده‌های مشاهده شده به کار ببنسیم.

بر روی نمونه شهابسنگهای برداشته شده از سطح زمین و نیز مواد شهابسنگهای کوچک که با سفاین فضایی به بالای جو فرستاده شده‌اند تجزیه آزمایشگاهی صورت می‌گیرد. اخیراً سفاین آپولو و لونا خود، اولین نمونه‌های مواد تشکیل دهنده ماه را برای مطالعات آزمایشگاهی به زمین آورده‌اند. سفینه‌های فضایی بین سیاره‌ای از آزمایشاتی که انجام می‌دهند اطلاعات جدیدی ارسال می‌کردند و هنوز هم می‌کنند. این سفینه‌ها قادرند اطلاعاتی را درباره سیارات ارسال نمایند که این امر به هیچ طریق دیگری عملی نبوده است. همچنین ستاره‌شناسان با استفاده از پرتوهای رادار موفق شده‌اند اطلاعاتی راجع به سیارات به دست آورند. با این وجود، همه این مشاهدات و تجربیات جدی، صرفاً " به قسمتهای درونی منظومه شمسی محدود می‌شود که فاصله آنها از زمین نسبت به فواصل بین ستارگان بی‌نهایت کوچک و کم است.

آزمایشهای مربوط به ستارگان، خواه از سفینه‌های فضایی یا ماهواره‌های زمینی صورت گیرند و خواه از دورن جو زمین، به هر حال خیلی انفعالی هستند. این آزمایشها شامل اندازه‌گیری و تجزیه‌ی تشعشعاتی است که بطور اتفاقی از جهتی خاص و در زمانی خاص ساطع می‌شوند. ذکر این موضوع کاملاً "درست است که عملاً" تمام اطلاعات و دانشی که درباره‌ی جهان خارج داریم به همین طریق یعنی با تجزیه‌ی مستمر و مداوم انرژی که پیوسته از فضا می‌رسد به دست آمده است.

با وجود این، قسمت زیادی از این اطلاعات توسط ناظر که در پایین جو زمین قرار دارد صورت گرفته و این نمایانگر اینست که مشاهده‌ی ستارگان با اقمار مصنوعی یا وسایلی که در ماه قرار داده شده هنوز در مراحل ابتدایی خود می‌باشد. یک ناظر آماتور معمولاً "برای جمع‌آوری تشعشعات ورودی از یک تلسکوپ استفاده می‌کند و اندازه‌گیریهای مهم و اساسی را با متصل کردن چند وسیله‌ی تجزیه‌کننده به تلسکوپ انجام می‌دهد. اطلاعات را نیز با آشکارسازهایی نظیر چشم، صفحه‌ی عکاسی یا ابزار فتوالکتریکی ثبت می‌کند. در نتیجه‌ی عبور تشعشعات از جو زمین، اندازه‌گیریها مقداری کمتر از اندازه‌ی اصلی را نشان می‌دهند و این بدان علت است که این تشعشعات در معرض اعوجاج قرار دارند و ممکن است بی‌ثبات یا پارازیت زیادی داشته باشند. با این وجود، در اکثر موارد، این اثرات را می‌توان حداقل تا چند درجه مجاز دانست یا این که آنها را تا اندازه‌ی جبران کرد.

وظیفه‌ی ناظر را می‌توان در یک مورد خلاصه کرد که هدف آن جمع‌آوری اطلاعات با کارایی حداکثر در گستره‌ی وسیعتر طیف است به طوری که بیشترین مقدار اطلاعات در کوتاهترین زمان ممکن به نحوی دقیق گردآوری شود. قبل از ارزیابی اطلاعات باید به ازای اثرات ناشی از عبور تشعشعات از جو زمین مقادیری را مجاز دانست و به علت مکان خاص ناظر و خصوصیات تک‌تک وسایل مشاهده‌اش، تصحیحاتی انجام دهد.

این فصل را بدون ذکر نقش ستاره‌شناس علمی نمی‌توان خاتمه داد. وظیفه‌ی وی به دست آوردن اطلاعات جمع‌آوری شده از سوی ناظر و استفاده از آن در بسط و تشریح تصویر عالم است. استنتاج وی می‌تواند به برنامه‌های مشاهده‌ای جدید بینجامد که این برنامه‌ها یا نظریات وی را تحکیم خواهند بخشید یا از اعتبار آنها خواهد کاست.

در اینجا چند توضیح لازم است.

واضح است که یک ستاره‌شناس می‌تواند هم یک نظریه‌پرداز باشد و هم یک ناظر، گرچه اکثر کارگران علاقه‌مندند در یک زمینه تخصص یابند. به علاوه، چنین تخمین زده می‌شود که به ازای هر ساعت جمع‌آوری اطلاعات، ساعات زیادی باید صرف شود تا مشاهدات را تحلیل کنند، آخرین ذره اطلاعات را از آنها کسب کنند و ارتباط آنها را در کوششهای ما برای درک



جهان بیابند. گسترش تئوریهای نجومی بویژه در علم مکانیک سماوی ( نظریه مدارها ) و کیهانشناسی غالباً " مستلزم فرمولهای ریاضی طولانی و پیچیده است که خوشبختانه در سالهای اخیر، استفاده از کامپیوترهای الکترونیکی چندجانبه به نظریه پردازانی که در این زمینه‌ها کار می‌کنند کمکهای شایان توجهی کرده است .

## ماهیت اجرام قابل مشاهده

### ۴ - ۱ مقدمه

انرژی به شکل اجسام درشت ، ذرات اتمی و تشعشعات الکترو مغناطیسی از فضا به جو می‌رسد . مقدار زیادی از این انرژی توسط جو زمین جذب می‌شود که ناظر مستقر در روی زمین مستقیماً نمی‌تواند آن را مشاهده کند . در برخی موارد مراحل جذب سبب انتشار مجدد انرژی به شکل دیگری می‌شود . اجسام درشت دارای انرژی جنبشی هستند که به حرارت تبدیل می‌شود . ذرات اتمی با گازهای موجود در طبقات بالاتر جو ترکیب می‌شود و انرژی آنها را به صورت نور آزاد می‌کنند و سبب پدید آمدن شفقهای قطبی می‌شوند . انرژی الکترومغناطیسی با بسامدهای خاص مثلاً " بسامدهای ناحیه اشعه ایکس یا ماورای بنفش جذب می‌شود و با بسامدهای دیگری در ناحیه مرئی دوباره انتشار می‌یابد . بنابراین ، مشاهده انرژی دوباره منتشر شده علاوه بر این که اطلاعاتی در باره منابعی که بیانگر انرژی اصلی هستند به ما می‌دهد ، باعث درک بهتری از ماهیت جو زمین می‌شود . با وجود این ، بیشترین سهم دانش ما از اجسام نجومی بر اساس مشاهده انرژی است که مستقیماً از جو عبور کرده است .

### ۴ - ۲ اجسام درشت

با داخل شدن اجسام درشت به جو زمین ، هوا از حرکت آنها جلوگیری می‌کند و قسمتی از انرژی آنها به شکل حرارت از بین می‌رود . گرمای تولید شده باعث فروزان شدن جسم می‌شود که حرکت سریع آن را در طبقات بالای جو چون جرقه‌ای از نور در امتداد خطی در آسمان نمایان می‌کند . این جرقه ممکن است چند ثانیه‌ای به طول انجامد . این پدیده را شهاب می‌نامند (که در نظر عام شهاب ثاقب نامیده می‌شود) . سرعت سوختن شهابها ثابت نیست بلکه نوسانهایی در روشنایی دنباله آن می‌توان دید . پدیده شهاب را می‌توان مورد اندازه‌گیری موضعی قرار داد یا مدت رویداد آن را اندازه گرفت . مشاهدات همزمان از یک شهاب در مکانهای مختلف تشخیص مسیر آن را در جو زمین امکان پذیر می‌کند .

گاهی در خلال مدت زمان نسبتاً کوتاهی تعدادی شهاب را می‌توان مشاهده کرد، که با مشاهدهٔ مسیرهای ظاهری آنها در آسمان متوجه می‌شویم که نقطه‌ای وجود دارد که بارش شهابها از آنجا منشاء گرفته‌اند. این نقطه از آسمان را نقطهٔ تشعشع شهاب می‌گویند. بارش شهابها غالباً "پدیده‌های سالانه‌ای هستند که در زمانی یکسان و محلی یکسان از آسمان دیده می‌شوند. البته تعداد بارشهای شمارش شده در هر سال نسبت به سال دیگر خیلی متفاوت است. ظهور منظم بارشها به دلیل برخورد گروهی از مدارهای نسبتاً "نزدیک به هم با مدار زمین است که در دنبال آن مواد شهابسنگی به درون جو هجوم می‌آورند.

شهابها را در مدت روز می‌توان با رادار ردیابی کرد. با عبور شهاب از طبقات بالای جو مقداری از گاز اطراف آن یونیزه می‌شود. دنبالهٔ یونیزه شدهٔ شهاب که مدت کوتاهی دوام دارد منعکس کنندهٔ خوبی برای پرتو رادار است و می‌توان اثر شهابها را در روز روشن روی لامپ کاتدی رادار نشان داد. چندین بارش شهاب را با استفاده از این فن در خلال روز کشف کرده‌اند.

برخی از شهابهای بزرگتر چنان حجم عظیمی دارند که درون جو بطور کامل نمی‌سوزند. در چنین مواردی شهاب با سطح زمین برخورد می‌کند. جسم جامد یا شهابسنگ مذکور اغلب یا به شکل قطعه‌ای بزرگ و یا قطعات خرد شده در می‌آید که می‌توان مواد آن را در آزمایشگاه به مراحل معمولی تجزیه در آورد.

اکنون می‌توان شهابهای کوچکتر یا شهابسنگهای کوچک را با موشک در بالای جو جمع‌آوری کرد و سپس در بازگشت به زمین مورد تجزیه و تحلیل قرار داد. حتی امکان دارد که برخی از شهابسنگهای کوچک بطور مداوم وارد جو بشوند ولی مشکل مهم جدا کردن آنها از ذرات گردوغباری است که پیوسته در طبقات پایین جو زمین وجود دارد.

#### ۴ - ۳ ذرات اتمی

ذرات اتمی که در مجاورت زمین هستند شامل گستره‌ای از هستهٔ اتمهای با وزن اتمی زیاد تا ذرات اتمی منفصل مثل پروتون، نوترون و نوترینو است. مطالعهٔ این ذرات به فیزیک پرتوهای کیهانی مشهور است. تجزیهٔ نحوهٔ ورود این ذرات پیچیده می‌باشد، لذا از این مشاهدات نتایج چندان زیادی به دست نیامده تا بتوان آنها را در درک جهان نجومی به کار برد. به علت میدان مغناطیسی زمین هر ذره باردار در لحظهٔ ورود به دستگاه ردیاب از جهت اصلی مسیرش خیلی منحرف می‌شود و تشخیص این موضوع را مشکل می‌کند که از کدام جهت در فضا منشاء گرفته است. در زمان حاضر تنها جسمی که بطور مسلم به عنوان منبع انرژی ذره‌ای محسوب می‌شود خورشید است.

## ۴ - ۴ تشعشعات الکترومغناطیسی

## ۴-۴-۱ ماهیت موجی تشعشعات

بیشترین میزان اطلاعات توسط تجزیه تشعشعات الکترومغناطیسی به دست می‌آید. این کلمه بر کیفیت تشعشعاتی دلالت می‌کند که خصوصیات الکتریکی و مغناطیسی دارند. در حین عبور تشعشعات، اختلالات الکتریکی و مغناطیسی پدید می‌آید که آن را می‌توان با تأثیر متقابل موادی که این تشعشعات بر آنها می‌تابد نشان داد. در واقع از برخی از این تأثیرات در دستگاههای آشکارساز برای ثبت و اندازه‌گیری قدرت این تشعشعات استفاده می‌شود. برای ایجاد این گونه تأثیرات ویژه، انرژی موجود در تشعشع را به شکل دیگری تبدیل می‌کنند که در آن صورت برای ارزیابی کمی مناسبتر است.

بنابراین هر تشعشع دارای قدرتی است که می‌توان آن را اندازه گرفت. مشاهدات کمی این خاصیت، اطلاعاتی درباره منبع یا درباره واسطه‌ای که پرتو پس از ترک منبع بدان وسیله سیر نموده به ما ارائه می‌کند. تجربیات آزمایشگاهی نشان داده‌اند که پرتوهای الکترو-مغناطیسی همگی دارای ماهیت موجی یکسانی هستند. هرگاه تشعشعی از میان محیط یا واسطه‌ای بگذرد، سرعتش به اندازه کسر معینی کاسته می‌شود و طول موج آن که در درون محیط سنجیده شده نیز به همان اندازه کاهش می‌یابد. چنانچه  $v$  سرعت سنجیده شده و  $\lambda$  طول موج سنجیده شده باشند چنین رابطه‌ای را می‌توان بین آنها نوشت:

$$v = v\lambda$$

که در این فرمول،  $v$  عدد ثابت آن تشعشع خاص است و به بسامد آن تشعشع معروف است. از این رو طیف الکترومغناطیسی گستره "کامل" وسیعی از بسامدها را فرامی‌گیرد. بنابه مقدار بسامد تشعشع براحتی آن را در مناطق مختلف طیف که شامل پرتوهای گاما  $\gamma$ ، اشعه ایکس  $X$ ، نور ماورای بنفش، نور مرئی، پرتو مادون قرمز، امواج مایکروویو و رادیویی است می‌توان طبقه‌بندی کرد. طیف تشعشعات الکترومغناطیسی در شکل ۴ - ۱ آمده است.

سرعت هر اختلال الکترومغناطیسی در فضای آزاد (خلاء) برای تشعشعات همه بسامدها یکسان است. در فضای آزاد پارامتر اصلی بسامد،  $v$  به طول موج تشعشع،  $\lambda$  و سرعت آن  $C$  بستگی دارد که رابطه آن در زیر آمده است:

$$c = v\lambda.$$

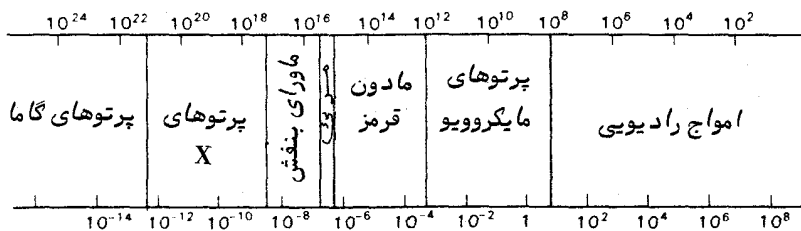
در آزمایشگاه سرعت تشعشعات الکترومغناطیسی را نسبت به بسامدهای مختلف در فضای آزاد (خلاء) سنجیده‌اند که در تمام موارد، نتیجه آن به عدد  $C = 3 \times 10^8 \text{ ms}^{-1}$  نزدیک

است .

طول موج تشعشعات الکترومغناطیسی از مقدار  $10^{-14}$  متر به ازای پرتوهای گاما شروع می‌شود و تا هزاران متر در ناحیه امواج رادیویی می‌رسد . طول موج در وسط طیف مرئی به مقدار  $5 \times 10^{-4}$  میلیمتر نزدیک است . در ناحیه نوری معمولا " طول موج را برحسب واحد آنگستروم (Å) تعیین می‌کنند و هر آنگستروم برابر  $10^{-7}$  میلیمتر است . پس ، مرکز طیف مرئی به ۵۰۰۰ آنگستروم نزدیک می‌باشد .

چنانچه بتوان قدرت هر تشعشع را نسبت به نواحی مختلف طیف بسنجیم اطلاعات زیادی را می‌توان در باره ماهیت منبع آن کسب کرد . در حقیقت ، برای این که مشاهدات ما اطلاعات جامعی را ارائه‌کنند لازم نیست که در سراسر گستره وسیع طیف به اندازه‌گیری بپردازیم . مثلا " همان طور که بعدا " خواهید دید اندازه‌گیری تشعشعات ستاره‌ای نسبت به قسمت مرئی طیف ، مقادیر دقیقی به ازای دمای ستارگان ارائه می‌کند .

بسامد ( $\nu$ ) برحسب هر تس HZ



طول موج ( $\lambda$ ) برحسب متر

شکل ۴-۱ طیف تشعشعات الکترومغناطیسی

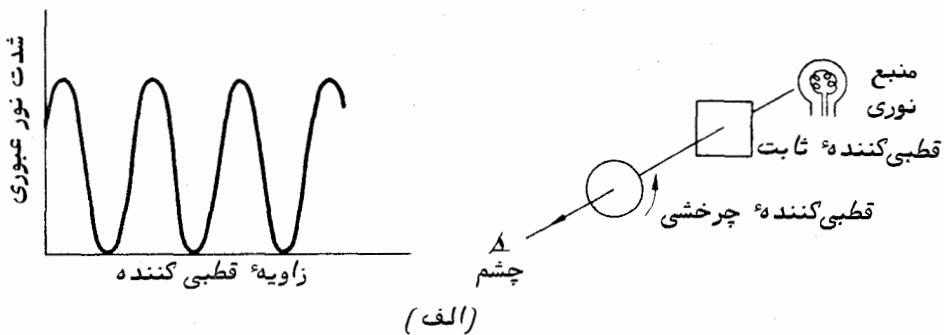
۴-۲-۴ پدیده قطبی شدن

علاوه بر قدرت هر تشعشع و تغییر قدرت آن نسبت به بسامد ، هر تشعشع دارای خاصیت دیگری نیز هست . دو پرتو تشعشعی ظاهرا " یکسان که در درون گستره طیف دارای وسعت بسامدی و توزیع شدت یکسانی هستند ممکن است تأثیر متفاوتی بر مواد و وسایل خاص بگذارند . از این رو درمی‌یابیم که تشعشعات دارای ویژگی دیگری هستند و آن را قطبی شدن می‌نامند . این پدیده خود را به عنوان کیفیت جهت دار بودن پرتو نمایان می‌سازد .

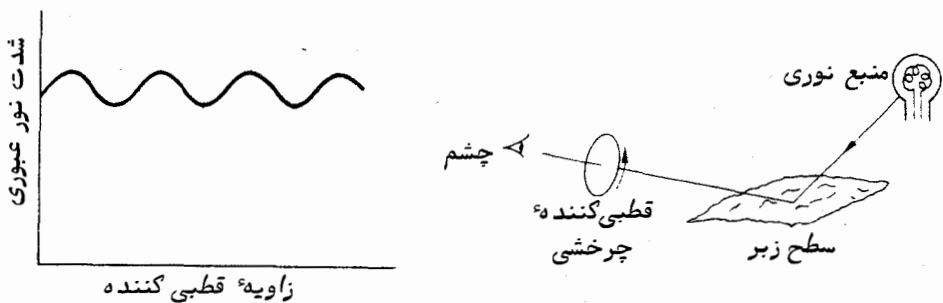
گاهی جنبه سودمندی پدیده قطبی شدن که از آن به عنوان وسیله‌ای برای حمل اطلاعات مربوط به یک منبع تشعشع استفاده می‌شود نادیده گرفته می‌شود . این امر ممکن است بدین علت

باشد که چشم نسبت به این پدیده مستقیماً حساس نیست. با این وجود، استفاده از عینکهای آفتابی پولاروید این موضوع را که نور در طبیعت تاحدی قطبی است آشکار می‌کند، بدین شکل که چرخش عدسیها در مقابل چشم نشانگر آنند که نور آسمان آبی، نور بازتابیده دریا و نور پراکنده شده از سطوح زیر همگی قطبی هستند. اندازه‌گیری قطبی شدن تشعشعات ناشی از منابع نجومی اطلاعات زیادی را درباره ماهیت این منابع ارائه می‌کند.

ساده‌ترین نوع اندازه‌گیری قطبی شدن در ناحیه نوری طیف قرار دادن صفحه پلاستیکی قطبی کننده‌ای در مسیر شعاع نور است که با چرخش صفحه قطبی کننده شدت نور عبوری را می‌سنجند (شکل ۴ - ۲). هرچه تغییرات نسبی شدت نور بیشتر باشد، درجه قطبی شدن بیشتر است. چنانچه به طور مصنوعی و با استفاده از یک قطبی کننده، شعاع نوری کاملاً قطبی شده‌ای ایجاد کنیم و آن را با روش معمول با یک قطبی کننده چرخشی مورد تجزیه قرار دهیم، هرگاه قطبی کننده چرخش در جهت خاصی قرار گیرد شدت نور اندازه‌گیری شده به صفر نزول می‌کند. با آن که میزان قطبی شدن تشعشعات ناشی از منابع نجومی معمولاً بسیار



(الف)



(ب)

شکل ۴ - ۲ (الف) تولید نور کاملاً قطبی شده به طریق مصنوعی و تجزیه آن (ب) تولید نور نسبتاً قطبی شده که ممکن است در طبیعت رخ دهد و تجزیه آن.

اندک است، اندازه‌گیری آن آگاهیهای زیادی دربارهٔ ماهیت این گونه منابع در اختیار ما می‌گذارد.

همه پارامترهایی که در تشریح و توضیح تشعشعات به کار می‌رود از قبیل قدرت و تغییر آن نسبت به طیف همراه با خواص دیگر قطبی شدن، اطلاعاتی به ما می‌دهند که یا دربارهٔ شرایط منبع است یا موادی که تشعشعات را در جهت ناظر پراکنده می‌سازد یا دربارهٔ ماده‌ای است که در خط مستقیم بین منبع اصلی و ناظر قرار دارد. چنانچه ناظری مایل باشد راجع به جهان خارج کسب دانش کند می‌بایست تمام خواص مربوط به تشعشعات و پرتوهای الکترومغناطیسی را اندازه بگیرد.

## اندازه‌گیریهای ستاره‌شناس

### ۵ - ۱ مقدمه

اکنون دریافته‌ایم که یکی از اساسی‌ترین وظایف ستاره‌شناس که به مشاهده کاینات مشغول است، اندازه‌گیری تشعشعات الکترومغناطیسی است که از فضا دریافت می‌شود. این اندازه‌گیریها شامل موارد زیر است:

الف - تعیین جهت ورود تشعشعات (قسمت ۵ - ۲ را ملاحظه کنید).

ب - تعیین قدرت تشعشعات یعنی روشنایی منبع آن (قسمت ۵ - ۳ را ببینید).

ج - تعیین خواص قطبی شدن تشعشعات (قسمت ۵ - ۴ را ملاحظه کنید).

هرسوم نوع اندازه‌گیری فوق را باید در گستره بسامدی که انرژی می‌تواند با دستگاههای آشکارساز موجود و مناسب آشکار شود، انجام داد. به علاوه، باید آنها را از نظر وابستگی به زمان نیز مطالعه کرد.

حال هر یک از این سه نوع اندازه‌گیری را با اندک جزئیات بیشتری مورد بررسی قرار می‌دهیم:

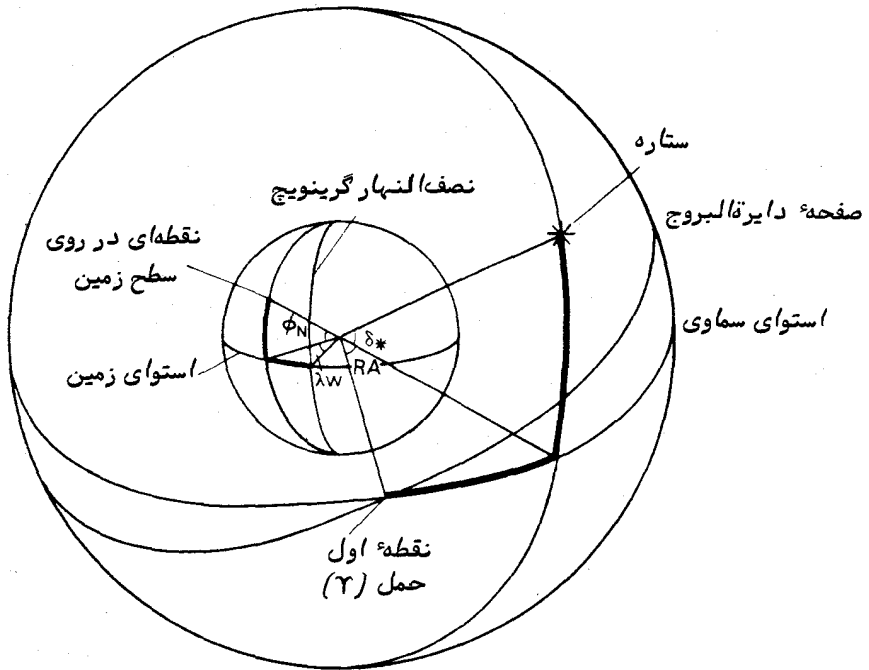
### ۵ - ۲ جهت ورود تشعشعات

اندازه‌گیری جهت ورود تشعشعات با تعیین موضع اجرام در کره سماوی یکسان است. در مورد ناحیه نوری طیف اندازه ظاهری هر ستاره از نمایه دستگاهی حتی بهترین دستگاه ثبت کننده، کوچکتر است. بنابراین در تمام موارد ضروری ستارگان را همچون منابع نقطه‌ای فرض می‌کنیم و مواضع آنها را در روی کره سماوی با نقطه علامت می‌گذاریم. در مورد اجرام طویل مثل سحابیها و نیز تشعشعات ناحیه رادیویی طیف انرژی قسمتهای کوچک منبع را می‌توان با عمل تجزیه فضایی ثبت کرد و فقط نمایه دستگاهی ابزارهای ثبت کننده این کار را محدود می‌کنند. دوباره قدرت تشعشعات را برای مواضعی که عمل ثبت در آنجا صورت گرفته می‌توان بر روی کره سماوی ترسیم کرد.



برای ترسیم موضع منابع تشعشعی بر روی کره<sup>۱</sup> سماوی بدون تردید ، به دستگاه مختصاتی بانقاط مرجع نیاز است و استفاده<sup>۲</sup> واقعی از این دستگاه زمانی میسر است که به محل ناظر در روی زمین بستگی نداشته باشد. دستگاه مختصات مورد استفاده دارای محورهایی به نام زاویه<sup>۱</sup> بعد<sup>۱</sup> ( $\alpha$  یا RA) و میل<sup>۲</sup> ( $\delta$  یا Dec) است. برای بیان محل خاصی در روی سطح زمین می‌توان زاویه<sup>۱</sup> بعد و میل را بر دستگاه مختصات طول و عرض جغرافیایی منطبق کرد.

قسمت مرکزی شکل ۵ - ۱ نمایانگر زمین و دایره‌های مرجع یعنی استوا<sup>۳</sup> و نصف‌النهار گرینویچ است و موضع یک نقطه در روی سطح زمین با زوایای طول ( $\lambda_w$ ) و عرض ( $\phi_N$ ) علامتگذاری شده که محل آن را مشخص می‌سازد.



شکل ۵ - ۱ سیستم‌های مختصات برای زمین ( طول و عرض جغرافیایی ) و برای کره<sup>۱</sup> سماوی ( زاویه<sup>۱</sup> بعد و میل ) .

1—right ascension

2—Declination

3—Equator

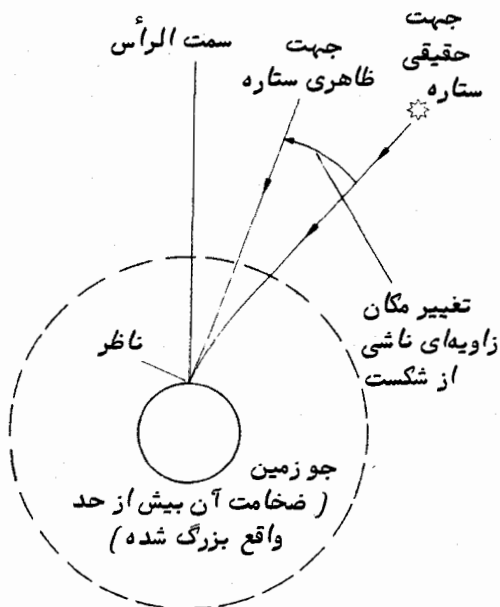
کره<sup>۵</sup> خارجی شکل ۵ - ۱ کره<sup>۵</sup> سماوی است که موضع منابع انرژی بر روی آن ثبت شده است. دایره<sup>۶</sup> مرجع استوای سماوی با تصویر استوای زمینی بر روی کره<sup>۶</sup> سماوی منطبق است و میل موضع یک ستاره ( $\delta_*$ ) نظیر زاویه<sup>۶</sup> عرض جغرافیایی یک نقطه در روی سطح زمین می‌باشد. همان طور که زمین نسبت به کره<sup>۶</sup> سماوی در چرخش است تصویر نصف‌النهار گرینویچ نیز با آن می‌چرخد و به ترتیب از موضع همه<sup>۶</sup> ستارگان عبور می‌کند. بنابراین برای تعیین مواضع ستارگان نصف‌النهار دیگری را باید برگزید که مستقیماً<sup>۶</sup> با کره<sup>۶</sup> سماوی در ارتباط است.

در طول سال، خورشید در جهت شرق و در مسیری ظاهری به نام دایره<sup>۶</sup> البروج حول کره<sup>۶</sup> سماوی می‌چرخد. چون محور گردش زمین نسبت به صفحه<sup>۶</sup> مداری آن به دور خورشید زاویه‌ای می‌سازد دایره<sup>۶</sup> دایره<sup>۶</sup> البروج نیز با همان زاویه نسبت به استوای سماوی متمایل است. نقاط تلاقی این دایره‌ها را می‌توان به عنوان نقاط مرجع بر روی استوای سماوی به کار برد. نقطه‌ای که به عنوان مرجع برگزیده شده است نقطه<sup>۶</sup> تلاقی است که در آنجا خورشید در مسیر جنوب به شمال از استوا می‌گذرد. این موضع که نسبت به زمین<sup>۶</sup> ستارگان ثابت است به نامهای نقطه<sup>۶</sup> اول حمل<sup>۶</sup> (۳) یا اعتدال بهاری<sup>۶</sup> مشهور است (شکل ۵ - ۱ را ملاحظه کنید). نصف‌النهاری که از این نقطه عبور می‌کند دارای  $RA = 0^{\text{ساعت}}$  می‌باشد.

هر ستاره‌ای که در نصف‌النهار ناظر (خط شمال - جنوبی که تصویر آن بر روی کره<sup>۶</sup> سماوی مجسم می‌شود) قرار می‌گیرد، موضع آن را در روی کره<sup>۶</sup> سماوی با زمان و نسبت به نصف‌النهار مرجع می‌سنجند. در نتیجه زاویه<sup>۶</sup> بعد موضع هر ستاره معمولاً<sup>۶</sup> بجای ساعت، دقیقه و ثانیه<sup>۶</sup> قوسی بر حسب ساعت، دقیقه و ثانیه<sup>۶</sup> زمانی سنجیده می‌شود. طبق قرار داد، مقدار زاویه<sup>۶</sup> بعد (RA) در جهت شرق حول کره<sup>۶</sup> سماوی افزایش می‌یابد. زاویه<sup>۶</sup> میل یک ستاره به درجه، دقیقه و ثانیه<sup>۶</sup> کمانی بیان می‌شود که در نیمکره<sup>۶</sup> سماوی شمالی با عدد مثبت و در نیمکره<sup>۶</sup> جنوبی منفی است.

مسأله<sup>۶</sup> ثبت موضع منبع انرژی بر حسب زاویه<sup>۶</sup> بعد و میل برای ناظری که در قسمت پایین جو زمین قرار دارد به سبب وجود همین جو مشکل است. بطور کلی، هرگاه یک پرتو در محیطی قرار گیرد که دارای ضریب شکست متفاوتی است جهت انتشار آن تغییر می‌یابد. مخصوصاً<sup>۶</sup> در مورد مشاهدات نجومی در ناحیه<sup>۶</sup> نوری طیف، این تغییر جهت با نفوذ تشعشعات به لایه‌های متراکم‌تر جو بطور تصاعدی بیشتر می‌شود. انحنای پرتو نور یک ستاره در شکل ۵ - ۲ نشان داده شده است. در این شکل خطوط نشان دهنده<sup>۶</sup> مسیر حقیقی و مسیر ظاهری یک ستاره<sup>۶</sup> مفروض ترسیم شده است. مقدار شکست با نزدیک شدن موضع ستاره به افق ناظر سرعت افزایش می‌یابد. در ارتفاع

حقیقی ۱ درجه شکست تقریباً " یک چهارم درجه می‌باشد . با این وجود برای تخمین این که شکست چقدر موضع یک ستاره را تغییر می‌دهد روش ساده‌ای وجود دارد و آن را می‌توان در همه مشاهدات به کار برد .



شکل ۵ - ۲ جابجایی موضع یک ستاره به دلیل شکست جوی زمین  
( پدیده مذکور را برای وضوح بیشتر بیش از حد بزرگ کرده‌ایم )

به دلیل اختلالات موجود در جو زمین ، جهت ظاهری انتشار تا اندازه‌ای در حالتی بی‌ترتیب و تصادفی تغییر می‌کند . چون هر تصویر به دست آمده برای تعیین موضع تاروتیره است ، بنابراین انجام اندازه‌گیریهای موضعی عادی کاری دشوار است . در مورد ناحیه نوری طیف ، چند صد متر اول بالای دهانه تلسکوپ است که بیشترین سهم را در تیره و تار شدن دارد . بنابراین ثبت تصویر واضح و نقطه‌ای از یک ستاره غیر ممکن است و تنها قطعه تیره و تار می‌آید . در مورد عکسبرداری این مسأله خیلی مشکل نیست و پیدا کردن مرکز این تصویر تیره و تار ، کار سختی نمی‌باشد زیرا همچنان تقارن دایره‌ای را حفظ می‌کند . در مورد انجام اندازه‌گیریهای موضعی با چشم ، مسأله واقعا " سخت است چون چشم سعی می‌کند از تصویری لحظه‌ای و آنی که در حرکت ثابتی است ارزیابی انجام دهد . در ناحیه رادیویی شکست می‌تواند در یون‌سپهر و طبقات پایینتر جو بر اندازه‌گیری موضعی

تأثیر بگذارد. مقدار شکست تا حد زیادی با طول موج تشعشعاتی که مورد مشاهده‌اند تغییر می‌کند. به‌ازای شکست ناشی از یون سپهر اندازه‌م‌تعارف‌انحراف‌برای‌تشعشعات ۶۰ MHz در هر ۵ درجه ارتفاع حقیقی ۲۰ دقیقه قوسی است. شکست در طبقات پایینتر جو، اساساً " به علت قطرات ریز آب و در نتیجه آب و هوا ایجاد می‌شود. مقدار اندازه‌گیری شده تقریباً " دو برابر مقداری است که در ناحیه نوری طیف به دست آمده است. اندازه‌م‌تعارف‌انحراف در ارتفاع حقیقی ۱ درجه به میزان ۵/۰ درجه است و این پدیده‌ها افزایش ارتفاع بسرعت کاهش می‌یابد که تا حد زیادی شبیه تشعشعات نوری است.

واضح است که می‌توان با از بین بردن پدیده‌های شکست و اختلال، اندازه‌گیری‌های موضعی را بهبود بخشید و این کار را می‌توان هم‌اکنون با ایجاد تأسیسات در بالای جو زمین مثلاً " در یک ماهواره یا در روی سطح ماه به انجام رساند.

### ۵ - ۳ روشنایی

#### ۵ - ۳ - ۱ عوامل مؤثر در روشنایی

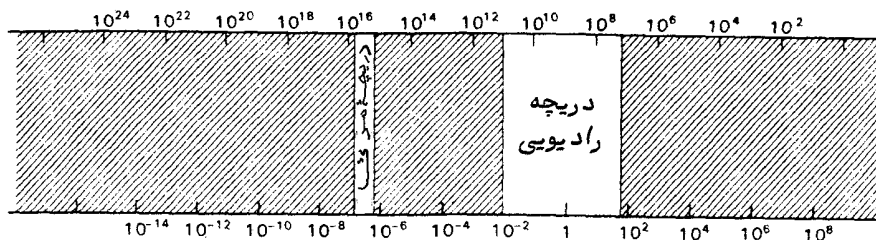
تمام تشعشعاتی که در خارج از جو زمین منتشر می‌شوند قادر به نفوذ در آن و رسیدن به ناظر زمینی نیستند. تشعشعات قسمت وسیعی از طیف بسامدی یا جذب می‌شوند یا دوباره به فضا منعکس می‌شوند و در نتیجه از روی زمین نمی‌توان آنها را اندازه‌گیری کرد. گفته می‌شود که جو در هر ناحیه از طیف دارای دریچه‌های است که از آن طریق اندازه‌گیری‌های نجومی صورت می‌گیرد.

تمام تشعشعات با بسامدهای بلندتر از نور ماوراء بنفش با لایه‌های از گاز ازن موجود در جوکه تقریباً " به ضخامت ۲۴ کیلومتر زمین را پوشانده جذب می‌شود. تا قبل از انجام تحقیقات نجومی، پرتوهای ایکس و گامای منتشره از سوی اجرام نجومی ناشناخته مانده بود.

در سوی دیگر نوار بسامدی، معادل تشعشعات مرئی، انقطاعی در نوار مادون قرمز ظاهر می‌شود. عمل جذب در این قسمت طیف به دلیل وجود مولکولها و خصوصاً " بخار آب است. این انقطاع خیلی واضح نیست و گاهی در بچه‌هایی در نور مادون قرمز به وجود می‌آید که از آنها در مشاهده استفاده می‌شود. تا ناحیه امواج میلیمتری، پدیده جذب عملاً " بطور کامل صورت می‌گیرد تا این که دوباره در آنجا دریچه‌های ظاهر می‌شود. در طول قسمت وسیع ناحیه امواج رادیویی، یون سپهر تشعشعات را از خود عبور می‌دهد که اندازه‌گیری این نوع انرژی به حوزه کار ستاره‌شناس رادیویی مربوط است.

دو دریچه مهم برای مشاهده در شکل ۵ - ۳ نشان داده شده است. باید خاطر نشان

ساخت حدود واقعی، آن گونه که در این شکل آمده‌اند نیست. مقایسه پهنای طیفی دریاچه‌های مهم با پهنای کل طیف الکترومغناطیسی، نمایانگر گستره وسیعی از بسامدها و اطلاعات ذیقیمتی است که از ناظر زمینی پوشیده است.



شکل ۵ - ۳ دریاچه‌های جو زمین

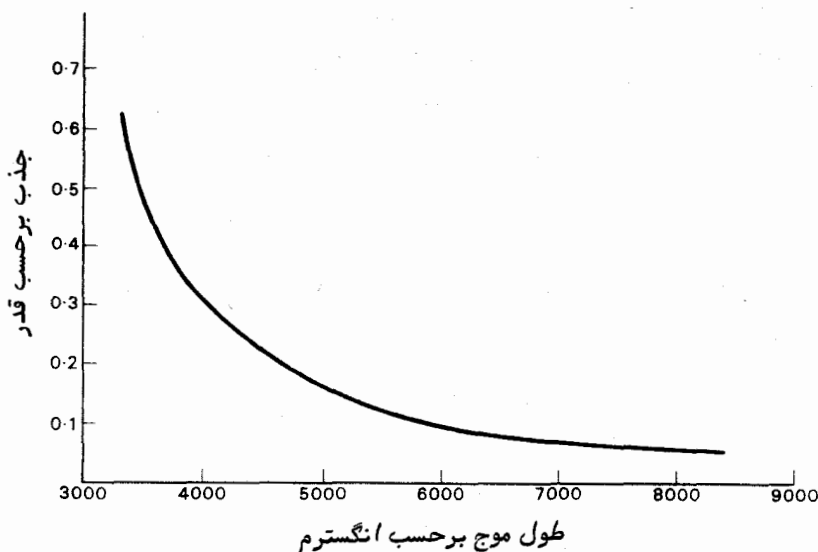
با این وجود در بالای جو زمین گستره سرشاری از طیف الکترومغناطیسی وجود دارد. یکی از اولین وظایف رصدخانه‌های مداری در همین مورد بوده‌است و نهایت آن نصب تلسکوپهایی در ماه خواهد بود تا بررسیها و اندازه‌گیریهایی درباره نواحی طیفی در آسمان صورت گیرد که قبلاً "انجام آنها غیر ممکن بوده است."

در مشاهدات از روی زمین، باید در اندازه‌گیریهای میزان قدرت هر تشعشع ورودی، تصحیحاتی انجام داد. این گونه تصحیحات خصوصاً برای اندازه‌گیریهایی که از دریاچه نوری انجام می‌شود مهم و ضروری است. در لحظه نفوذ یک شعاع نوری به درون جو زمین، بخش بزرگی از انرژی تلف می‌شود و ستارگان نسبت به زمانی که از بالای جو زمین رویت شوند کم نورترند.

چنانچه محل رصد در جایی قرار دارد که هوا صاف و عاری از هرگونه دود، مه یا گردوغبار است در این صورت بیشتر انرژی تلف شده در ناحیه نوری توسط اتمها و مولکولهای موجود در هوا از شعاع نوری پراکنده می‌شود. این نوع پراکندگی را به نام پراکندگی ریلی می‌شناسند. برطبق نظریه لرد ریلی اتمها و مولکولهای هر گاز نور را با بازدهی پراکنده می‌کنند که با توان چهارم طول موج نسبت عکس دارد (یعنی بازدهی پراکندگی متناسب است با  $\frac{1}{\lambda^4}$ ). بنابراین نور آبی که طول موج کوتاهی دارد آسانتر از نور قرمز با طول موج بلندتر پراکنده می‌شود. قانون ریلی دلیلی بدیهی برآبی بودن آسمان در طول روز می‌باشد. در خلال روز، خورشید

با گستره وسیع طیفش بر جو می‌تابد. با تابش خورشید و نفوذ آن به سوی زمین قسمتی از انرژی توسط مولکولهای هوا در تمام جهات پراکنده می‌شود. آنچه که یک ناظر به نام آسمان می‌بیند، همین نور پراکنده است. چون فرآیند پراکندگی در طول موجهای کوتاهتر مؤثرتر است، در نتیجه آسمان آبی به نظر می‌رسد. هنگام روز که به ماه بنگریم رنگ آبی مهداری را بین ناظر و ماه خواهیم دید. این حالت مه و غبار نتیجه پراکندگی نور خورشید در مسیر ماه به زمین است که توسط مولکولهای موجود در جو صورت گرفته است.

نور ستارگان در مسیر خود از میان جو زمین با همین فرآیند پراکندگی ضعیف می‌شوند. چون پراکندگی به طول موج بستگی دارد، تضعیف نور آنها نیز به این عامل وابسته است. قدرت جذب ظاهری نور ستارگان در قسمت نور آبی طیف خیلی بیشتر از نور قرمز است (شکل ۴-۵ را ملاحظه کنید). بنابراین رنگ ستارگان به دلیل عبور تشعشعات آنها از جو زمین تغییر می‌کند. چنانچه قرار بر این باشد که اندازه‌گیریهای نوری انجام شود باید مقادیری را برای پدیده‌های جذب متفاوت طول موج در نظر گرفت. به‌طور آشکار، مقدار جذب به مجموع کل مولکولهایی که شعاع نوری در مسیر خود از جو با آنها برخورد می‌کند یا به عبارت بهتر، به مسیر نور بستگی دارد. بنابراین، مقدار جذب به ارتفاع هر ستاره معین بستگی دارد. اگر ستاره در سمت الرأس ناظر قرار گیرد، با مشاهده از هر نقطه خاص، جذب نور در کمترین حد صورت می‌گیرد. حتی در این موضع مناسب، کل نور مرئی انتقال یافته بطور نمونه فقط ۷۵٪ است.



شکل ۴-۵ عمل جذب در درجه مرئی که از پراکندگی مولکولهای هوا ناشی شده است.

به دلیل وابستگی مقدار جذب به ارتفاع یک ستاره، تغییراتی در میزان روشنایی ظاهری هر ستاره دیده می‌شود که این تغییرات در خلال شب از زمانی که ستاره طلوع می‌کند، به حداکثر ارتفاع خود می‌رسد و سپس غروب می‌کند پدید می‌آیند. هنگام مقایسه میزان روشنایی ستارگان باید دقت زیادی معمول داشت، خصوصاً "هنگامی که ستارگان از نظر ارتفاع، بسیار متفاوت باشند.

انرژی رادیویی نیز در مسیر خود از میان یک لایه از ذرات باردار به نام یون سپهر جذب می‌شوند. در طبقات پایینتر جو نیز عمل جذب ادامه دارد. مقدار جذب به طول موج خاصی که مورد مشاهده قرار گرفته بستگی دارد. عمل جذب یون سپهر به شرایط طبیعی درون لایه‌ها بستگی دارد و چون این شرایط تا حدی با فعالیت خورشید کنترل می‌شود مقدار جذب در برخی از طول موجها بسیار متفاوت است. شکست ناشی از یون سپهر نیز می‌تواند باعث کاهش علائم رادیویی شود. در ارتفاعات کم، طبقه یون سپهر تشعشعات را همچون یک عدسی واگرا منتشر می‌سازد که باعث کاهش مقدار انرژی می‌شود که باید، تلسکوپ رادیویی معین اخذ شده است. در طبقات پایینتر جو، انرژی رادیویی با رقیق شدن ابرهای باران‌زا و جذب این انرژی توسط بخار آب و اکسیژن کاهش می‌یابد که نشان دهنده وابستگی آن به آب و هواست. با این وجود، اثرات جذب جوی برای طول موجهای بلندتر از ۱۰۰ میلیمتر مهم تلقی نمی‌شود.

دوباره به ناحیه نوری طیف برگردیم. مشاهدات ساده با چشم غیر مسلح چنین آشکار می‌کنند که نور ساطع شده از یک ستاره از نظر روشنایی ظاهری دارای تغییرات سریعی است. این پدیده به نام برق‌زنی مشهور است و کاهش شدت آن از یک میزان متوسط را آشفتنگی برق‌زنی می‌گویند. پدیده برق‌زنی بجای این که خاصیت ذاتی ستارگان باشد از اختلال جو زمین ناشی می‌شود. اختلافات جزئی دما در جریانهای متلاطم جوی سبب تشکیل چاههای هوایی می‌شود که اختلاف ضریب شکست آنها ناچیز است. قسمتهای مختلف شعاع نوری یک ستاره در جهت حرکت خود دچار آشفتنگیهای درهمی می‌شوند. در موارد مختصر، بخشهایی از این انرژی در آن سوی لبه قسمت جمع‌کننده نوری تلسکوپ شکسته می‌شود که کاهش کل انرژی جمع‌آوری شده را به همراه دارد. موارد دیگری وجود دارد که انرژی اضافی در داخل دهانه تلسکوپ شکسته می‌شود. بدین ترتیب، در قدرت انرژی جمع‌آوری شده تغییرات سریعی هویدا است. با افزایش دهانه تلسکوپ مورد استفاده، مقدار این تغییرات کاهش می‌یابد. این موضوع درباره چشم غیرمسلح واقعا "جالب توجه است زیرا قطر دهانه جمع‌کننده نوری آن فقط چند میلیمتر است.

اندازه‌گیری روشنایی با به دست آوردن مقادیر متوسط آشفتنگی برق‌زنی صورت می‌گیرد و به همین دلیل دستخوش عدم ثبات است. مقدار این عدم ثبات به آشفتنگی برق‌زنی بستگی

دارد که آشفتگی برق‌زنی به نوبه خود به کیفیت محل مشاهده و سیستم تلسکوپی که به کار رفته بستگی دارد.

در ناحیه رادیویی طیف نیز به برق‌زنی برمی‌خوریم که اساساً از ناهمسانیه‌های موجود در یون سپهر ناشی می‌شود. تغییراتی که در قدرت علائم مشاهده شده، نسبت به تغییراتی که در مورد ناحیه نوری طیف ثبت گردیده، کندتر است.

با وجود این که اثرات برق‌زنی برای به دست آوردن میزان دقیقی از روشنایی یک منبع مضر است، مطالعه درباره شکل آشفتگی برق‌زنی در نواحی نوری و رادیویی ما را در کسب اطلاعاتی درباره جو زمین، بادهای فوق جوی و طبقه یون سپهر کمک می‌کند.

گرچه می‌بایست برای جبران اثرات جذب مقادیری را منظور کرد، با این حال واضح است که اقداماتی چون اندازه‌گیری روشنایی مطلق، مقایسه‌های روشنایی و سنجش رنگ را می‌توان در بالای جو زمین که احتمال خطاهای منظم یا درهم در آنجا کمتر است انجام داد. باز هم می‌توان با ابزارهای موجود در یک ایستگاه فضایی یا یک رصدخانه مستقر در کره ماه به چنین اقداماتی دست زد.

### ۵-۳-۲- دستگاه قدر

اصولاً انرژی ساطع شده از هر جسم نجومی را می‌توان بطور مطلق اندازه گرفت. روشنایی هر منبع نوری نقطه‌ای را می‌توان برحسب مقدار وات که با یک تلسکوپ دارای اندازه مشخص جمع شده اندازه گرفت. برای اجسام طویل می‌توان از روش مشابه بهره گرفت. می‌توان این نوع اندازه‌گیری‌ها را در هر بخش از طیف الکترومغناطیسی به کار برد.

با این وجود، اندازه‌گیری روشنایی مطلق را بندرت بطور مستقیم در ناحیه نوری طیف انجام می‌دهند بلکه آن را از طریق مقایسه با یک دسته از ستارگان که معیار فرض شده اند اجرا می‌کنند. البته اولین مقایسه‌ها را با چشم انجام می‌دادند. در طبقه‌بندی که از سوی ابرخس ارائه شد، ستارگان مرعی را به شش گروه تقسیم کرده بودند. نورانی‌ترین ستارگان را ستارگان قدر اول و بی فروغترین آنها را که فقط با چشم دیده می‌شوند ستارگان قدر ششم نامگذاری کردند و ستارگانی که روشناییشان بین این محدوده قرار داشت، بنا به مقدار درخشندگی ظاهری آنها ستارگان قدر دوم، سوم، چهارم یا پنجم نامیده می‌شدند.

با اختراع تلسکوپ میسر شد ستارگانی با قدرهای بیشتر از شش نیز ثبت شوند. در کاتالوگهای قرن هجده ستاره‌های قدر هفتم، هشتم و نهم ثبت شده‌اند. در سوی دیگر مقیاس، ستارگانی دیده شد که از قدر اول طبقه‌بندی نیز روشنتر بودند. بنابراین، مقیاس به صفر و حتی ستارگان دارای قدرهای منفی نیز کشیده شد. میزان روشنایی گسترده ستارگان لزوم ایجاد



تقسیمات فرعی واحد قدر را آشکار ساخت. از این رو، ستارگانی که با چشم غیر مسلح دیده می‌شدند می‌توانستند دارای قدرهایی مثل  $۰/۱۴ -$  یا  $۲/۸۳ +$  یا  $۵/۸۶ +$  باشند در حالی که ستارگانی که فقط با استفاده از تلسکوپ دیده می‌شدند قدرهایی مثل  $۶/۷۶ +$  یا  $۸/۵۴ +$  یا حتی  $۲۳ +$  داشتند.

عده‌ای از ستاره‌شناسان اواخر قرن هجده و اوایل قرن نوزدهم دست به آزمایشهایی زدند تا دریابند که مقیاس قدر چگونه به مقدار انرژی دریافتی مربوط است. معلوم شد که در هر نقطه از مقیاس قدر، مقدار تفاوت معینی از قدر با نسبت روشناییها که در واقع ثابت بودند متناسب است. مقدار این نسبت که قرار شد معادل تفاوت قدر پنج پذیرفته شود در سال ۱۸۵۶ میلادی توسط پاکسون<sup>۱</sup> تعیین و عدد ۱۰۰ پیشنهاد و پذیرفته شد. از این رو، نسبت روشنایی دو ستاره،  $B_1$  و  $B_2$ ، را می‌توان با معادله زیر به مقدار قدر آنها،  $m_1$  و  $m_2$ ، مربوط کرد:

$$\frac{B_1}{B_2} = 2/512^{-(m_1 - m_2)} \quad (1-5)$$

زیرا  $100^{1/5}$  با عدد  $2/512$  برابر است. عبارت فوق را به نام معادله پاکسون می‌شناسند. علامت منهای قبل از عبارت داخل پرانتز نشان دهنده آن است که مقادیر قدر با کاهش روشنایی افزایش می‌یابد. با گرفتن لگاریتمهای معادله  $1-5$  چنین به دست می‌آید:

$$\log_{10} \left( \frac{B_1}{B_2} \right) = -(m_1 - m_2) \log_{10} (2 \cdot 512) = -0.4(m_1 - m_2)$$

یا:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10} \left( \frac{B_1}{B_2} \right) \quad (2-5)$$

بنابراین آشکار است که قدرهای فهرست شده اولیه به تناسب لگاریتم روشنایی ستارگان بوده است. این حقیقت، دلیل بر نحوه پاسخ چشم است که در قانون وبر-فشنر<sup>۲</sup> ابزار شده بود. در این قانون چنین اظهار شده که کوچکترین تغییر محسوس در محرک با محرکی که اکنون وجود دارد متناسب است. بنابراین معادله پاکسون را معمولاً "به یکی از سه شکل زیر می‌نویسند:

$$\frac{B_1}{B_2} = 2.512^{-(m_1 - m_2)} \quad (1-5)$$

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10} \left( \frac{B_1}{B_2} \right) \quad (2-5)$$

$$\log_{10} \left( \frac{B_1}{B_2} \right) = -0.4(m_1 - m_2). \quad (3-5)$$

متداولتر از همه، شکل ساده شده معادله شماره ۵-۲ پاگسون است که در زیر ارائه شده:

$$m = K - 2.5 \log_{10} B \quad (4-5)$$

که در این فرمول  $m$ ، قدر ستاره،  $B$  مقدار روشنایی آن و  $K$  عددی ثابت است. مقدار  $K$  به طور قراردادی با منظور کردن یک قدر برای یک ستاره یا یک دسته ستاره خاص و در نتیجه تعیین نقطه صفر در آن مقیاس قدر انتخاب می‌شود.

مثال ۵-۱ دو ستاره را که دارای تفاوت قدر ۵ هستند ثبت کرده‌ایم. نسبت روشنایی آنها چقدر است؟

با قراردادن  $(m_1 - m_2) = 5$  در معادله شماره ۵-۳ نسبت روشنایی آنها برابر است

با:

$$\log_{10} \left( \frac{B_1}{B_2} \right) = -0.4 \times 5 = -2$$

$$\frac{B_2}{B_1} = 100.$$

پس روشنایی ستاره قدر اول ۱۰۰ برابر بیشتر از روشنایی ستاره دارای قدر ششم است. بخاطر سپردن این رقم مفید است.

مثال ۵-۲ وقتی که یک تلسکوپ را به ترتیب متوجه دو ستاره می‌کنیم، انرژی دریافتی تلسکوپ  $10^{-14}$  وات و  $3/9 \times 10^{-14}$  وات می‌باشد. تفاوت قدر ظاهری این ستارگان چقدر است؟

انرژی ورودی با روشنایی متناسب است. پس با استفاده از معادله ۵-۲ خواهیم داشت:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10} \left( \frac{5.3}{3.9} \right)$$

$$= -2.5 \times 0.13$$

$$= -0.33.$$

توجه کنید که در این مسأله، تفاوت قدر یعنی  $(m_1 - m_2)$  عددی منفی است، پس چون  $B_1 > B_2$  بوده، لذا  $m_2 > m_1$  است.

## ۵ - ۲ قطبش

هر نوع قطبش تشعشات را می‌توان با ابزار و آلای که نسبت به خاصیت جهت دار بودن آن حساسند مشخص کرد. این ابزارها را بین تلسکوپ و آشکارساز قراردادده می‌چرخانند. چنانچه علامت ثبت شده با چرخش ابزار تغییر کند، آن پرتو تا حدی قطبی است. هرچه تغییرات علامت بیشتر باشد، مقدار قطبی شدن شعاع نوری هم بیشتر است.

در مورد اندازه‌گیری قطبش در ناحیه نوری طیف، وسایلی به کار گرفته می‌شود که نسبت به این پدیده حساسند مثل نمونه‌های جدید منشور نیکول و صفحات کند کننده سرعت که از موادی با شکست مضاعف تهیه می‌شوند. اندازه‌گیری روشنایی پس از قراردادن این وسایل در شعاع نوری که با تلسکوپ جمع‌آوری شده، انجام می‌گیرد. گرچه جو زمین بر روشنایی هر شعاع نوری تأثیر می‌گذارد، خصوصیات قطبی شدن نور با عبور آن از جو بدون تغییر می‌ماند یا حداقل اختلالی که به وجود می‌آید آن قدر کم است که فنون متداول سنجش قطبش قادر به تشخیص نیستند. با وجود این، چون تعیین پدیده قطبی شدن از اندازه‌گیریهای روشنایی ناشی می‌شود، جو زمین به دلیل برق‌زنی و نوسانات شفافیت از کیفیت آن می‌کاهد.

در ناحیه رادیویی طیف، آنتن دو قطبی دریافت کننده نیز نسبت به قطبی شدن حساس است. اگر امواج رادیویی قطبی باشند قدرت علائم ثبت شده به جهت آنتن در شعاع امواج بستگی خواهد داشت.

برعکس ناحیه نوری طیف، خاصیت قطبی شدن امواج رادیویی با عبور از جو زمین یا یون سپهر اساساً تغییر می‌یابد. مقدار این تغییرات بستگی زیادی به بسامد امواج ورودی دارد. احتمالاً "مهمترین تغییر، ناشی از پدیده دوران فاراده است زیرا با عبور تشعشات قطبی از لایه‌های یون سپهر، زاویه قطبش می‌چرخد. کل پدیده دوران، به خواص فیزیکی دوران لایه‌ها طول مسیر شعاع و بسامد موج بستگی دارد. مجموع دوران ناشی از بسامد ممکن است چند درجه یا چند چرخش کامل باشد. بنابراین تعیین جهت اصلی نوسان هر موج رادیویی قطبی بسیار مشکل است زیرا که از بالای جو زمین به ما می‌رسد.

همان گونه که در مباحث اندازه‌گیری موضعی و روشنایی ذکر شد، با انجام اندازه‌گیری میزان قطبش در بالای جو در یک آزمایشگاه فضایی یا در سطح کره ماه می‌توان آنها را به میزان قابل ملاحظه‌ای بهبود بخشید. علاوه بر این، از اقمار مصنوعی مداری در فرستنده‌های رادیویی زمینی و اندازه‌گیریهای مستقیم درباره پدیده دوران فاراده استفاده شده است تا خصوصیات

طبقهٔ یون سپهر را کشف کنند.

## ۵ - ۵ زمان

در صورتی که اندازه‌گیریهای موضعی، روشنایی و قطبی شدن منابع نجومی تکرار شوند، گذشت زمان در بعضی موارد، این را آشکار می‌کند که موضع آن منبع یا برخی از خواص قطبی شدن تشعشعات آن تغییر می‌کند. این مقادیر اندازه‌گیری شده که با زمان تغییر می‌کنند در تعیین بسیاری از خواص فیزیکی منابع تشعشعی نقش مهمی دارند. بنابراین، کاملاً "ضروری است که زمان تمام مشاهدات و اندازه‌گیریها را ثبت کنیم. دقت ثبت زمان به نوع مشاهداتی که سعی در انجام آن دارید بستگی دارد.

شاید آغاز بحثهای فلسفی دربارهٔ ماهیت زمان در این جا بی‌مورد باشد ولی باید گفت وجود مفهومی را که ما زمان می‌نامیم برای مربوط کردن توضیحات و تشریحات فیزیکی و مکانیکی هر جسم موجود در جهان با تأثیرات متقابل آن با اجسام دیگر لازم و ضروری است. یکی از خواص هر مقیاس زمانی که از برخی دیدگاههای فلسفی مورد نیاز می‌باشد، این است که زمان باید یکنواخت سپری شود. بر همین اساس، هدف غایی هر سیستم سنجش زمان این است که در مدت زمان ثبت شده هیچ تغییری دیده نشود. در صورت مشاهدهٔ تغییرات در هر سیستم زمانی، فقط می‌توان با مقایسهٔ ساعتی که دارای دقت بیشتر و ثابتی هستند به این نکته پی برد. با افزایش میزان دقت ساعتها، سیستمهای زمانی نیز شکلشان را تغییر داده‌اند. ساعتی ابتدایی بر اساس ریزش شن یا آب از یک روزنه کار می‌کردند در حالی که ساعتی جدید با فرآیندهایی که در داخل اتم پدید می‌آیند عمل می‌کنند.

حدود یک قرن پیش، زمان تناوب گردش زمین را به عنوان فاصلهٔ زمانی معیاری فرض می‌کردند که ابتدا آن را به ۲۴ قسمت تقسیم می‌کردند تا واحد یک ساعتی به دست آید. هر ساعت را به ۶۰ قسمت دیگر تقسیم می‌کردند تا دقیقه به دست آید و باز با تقسیم هر دقیقه به ۶۰ قسمت، ثانیه حاصل می‌شد. این سیستم سنجش زمان مستقیماً "با مشاهدات نجومی مربوط است و به فاصلهٔ بین ظهور پی‌درپی ستارگان در مواضع خاصی از آسمان وابسته است. برای سهولت کار، خط شمال - جنوب یا نصف النهاری را که از رصدخانه می‌گذرد خط مرجع فرض کردند و ظهور ستارگان را بر روی این نصف النهار بوسیلهٔ ابزار زمان سنج موجود در رصدخانه یادداشت می‌کردند. با بهبود میزان دقت ساعتی آونگ‌دار آزمایشگاهی از مشاهدات مربوط به عبور ستارگان از نصف النهار معلوم شد که سرعت گردش زمین یکنواخت نیست. امروزه، این بی‌قاعدگیها با ساعتی آزمایشگاهی که دقتشان از ساعتی قدیمی آونگ‌دار بیشتر است خیلی ساده‌تر مشخص می‌شود.

حد نهایی دقت یک ساعت آونگ دار یک چند صدم ثانیه در هر روز است. یک ساعت کریستال کوارتز، که با بسامد اصلی ناشی از نوسانات کریستال در یک مدار الکترونیکی کار می‌کند، دارای دقتی بیشتر از یک میلی ثانیه در روز یا به عبارت دیگر یک قسمت در  $10^8$  می‌باشد و معمولا "از مقداری که برای اکثر مشاهدات نجومی کفایت می‌کند بیشتر است. حتی منابع بسامدی دقیقتری را می‌توان از طریق تغییرات اتمی به دست آورد. بویژه، ساعتی که با بسامد ناشی از اتمهای سزیم کار می‌کند زمان مرجعی ارائه می‌کند که دقت آن یک در  $10^{11}$  است. علاوه بر این، ساعت سزیم رابطه‌ای بین تعیین بسیار دقیق فواصل زمانی و موارد ثابت موجود در طبیعت به وجود می‌آورد که از آن برای تشریح خواص اتمهای مختلف استفاده می‌شود.

با چنین ساعت‌های کاملا "دقیقی می‌توان بی‌قاعدگیهای زمان تناوب گردش زمین را مورد مطالعه قرار داد. ثابت شده که برخی از این تغییرات کوتاه مدت نتیجه حرکت نصف النهارناظر است که به نوبه خود از حرکت چرخشی قطب نسبت به سطح کره زمین ناشی می‌شود. سایر تغییرات به فصول سال بستگی دارند و احتمالا "تا اندازه‌های نتیجه تغییر مداوم و پیوسته یخهای سطح کره زمین هستند. در مدت یک سال، یک نمونه تغییر فصلی از زمان تناوب گردش زمین ممکن است ۲ قسمت در  $10^8$  باشد.

علاوه بر این تغییرات ظریف، ظواهر امر نشان می‌دهد سرعت گردش زمین پیوسته و طی سالهای متبادی رو به کاهش است. این کاهش سرعت تا حد زیادی به علت اصطکاک به وجود می‌آید. اصطکاک که به حرکت جزر و مدی اقیانوسها و دریاها و بنابراین حرکت کره ماه مربوط است. پدیده کاهش سرعت را می‌توان در حرکات ظاهری اجسام منظومه شمسی بخوبی مشاهده کرد.

پس از تعیین مدار یک سیاره می‌توان مواضع آینده آن را پیش بینی کرد. در روشهای متداول، از قوانینی که در آنها حرکت زمان را یکنواخت فرض می‌کنند، استفاده می‌شود. این پیش‌بینی‌ها یا مواضع نجومی رابعدا "پس از گذشت زمان با مشاهده می‌توان بررسی کرد. چنانچه یک ناظر از گردش زمین برای سنجش زمان بین زمان مشاهده و زمانی که این پیش‌بینی‌ها صورت گرفته، استفاده کند و ندانسته چنین فرض کند که زمان تناوب گردش زمین ثابت است، در این صورت در می‌یابد که سیارات نسبت به مواضع نجومی خود با سرعتی که با حرکات متوسط آنها متناسب است پیشی می‌گیرند. این پدیده در مورد ماه از همه بیشتر مشهود است.

فرض کنید از زمانی که محاسبات انجام شده تا زمانی که مواضع نجومی با رصد بررسی شده‌اند، یک فاصله زمانی سپری شده است. اگر این فاصله زمانی یا گردش زمین سنجیده شود تعداد واحدهای خاصی را در بر می‌گیرد، ولی چون گردش زمین پیوسته رو به کاهش است و طول واحد زمان پیوسته نسبت به واحد زمانی که یکنواخت سپری می‌شود افزایش می‌یابد، در نتیجه فاصله

زمانی در یک مقیاس یکنواخت با تعداد واحدهای بیشتری متعادل می‌شود. فاصله زمانی واقعی برای ناظری که واحد زمانی خود را گردش زمین انتخاب کرده و از این موضوع آگاهی ندارد، در واقع بیشتر از مدتی است که طبق اندازه‌گیریهایش باید باشد و بنابراین سیارات در امتداد مدارهایشان بیش از آنچه که وی تخمین زده پیشروی می‌کنند. از این رو "حرکات اضافی" سیارات و ماه که زمانی بدون توضیح مانده بود، اکنون شناخته شده است و از این حقیقت ناشی می‌شود که زمان تناوب گردش زمین در فواصل زمانی بین زمان مشاهده و پیش‌بینی کاسته می‌شود.

اکنون کار ارتباط پیش‌بینی‌های نجومی با یک مقیاس زمانی یکنواخت که حداقل دقت بهترین ساعت‌های موجود را دارا باشد عملی است. این مقیاس به نام زمان زیجی<sup>۱</sup> (ET) مشهور است.

### مسائل فصل پنجم

۱- در زیر فهرست ستارگان با قدرشان ارائه شده است. از نورانی‌ترین ستاره شروع کنید و آنها را به ترتیب کاهش روشناییشان مرتب کنید.

ستاره شماره ۱	قدر	$+3/1$
ستاره شماره ۲		$+2/6$
ستاره شماره ۳		$-0/1$
ستاره شماره ۴		$+1/1$
ستاره شماره ۵		$-0/9$
ستاره شماره ۶		$+3/3$

۲- میزان روشنایی یک ستاره ۳ برابر ستاره دیگر است. تفاوت قدر این دو ستاره چقدر است؟

۳- تفاوت قدر دو ستاره ۳ است. نسبت روشنایی آنها چند است؟

۴- انرژی کسب شده در واحد زمان از دو ستاره دارای نسبت ۲ به ۱ می‌باشد. ستاره نورانی‌تر دارای قدر  $2/5+$  است. مقدار قدر ستاره کم نورتر چند است؟

۵- قدر ظاهری ستاره مشتری در یک شب خاص  $1/3-$  است. روشنایی آن را نسبت به یک ستاره که دارای قدر ۱+ است سنجیده‌ایم. نسبت روشنایی بین مشتری و آن ستاره چقدر است؟

۶- دو ستاره دارای قدرهای  $4/1+$  و  $5/6+$  هستند. ستاره روشنتر مقدار  $8 \times 10^5$  وات تولید می‌کند که آن را با یک تلسکوپ جمع‌آوری می‌کنیم. چقدر انرژی از ستاره کم نورتر جمع‌آوری می‌شود؟

۷- دو ستاره در کرهٔ سماوی به یکدیگر نزدیکند و اندازه‌گیریها مبین‌آیند که آنها دارای روشنایی یکسانی هستند. همچنین معلوم شده که یک ستاره دارای قدر  $8/5 +$  است. اگر هر دو ستاره را یک شیء واحد ببینیم مقدار قدر جفت این ستارگان چقدر خواهد بود؟

### برای مطالعهٔ بیشتر بخش ۱

در این مرحله مفید خواهد بود اگر با موارد زیر آشنایی بیشتری کسب کنید. آسمان شب، الگوهای صور فلکی، حرکات روزانهٔ ستارگان و تغییراتی که به همراه فصول رخ می‌دهد. برای کمک به انجام این موارد یک سیستم فردی برای اندازه‌گیریهای زاویه‌ای ساده به کار برید (قسمت ۲-۲۲ کتاب را ملاحظه کنید).

آزمایشهایی را به انجام برسانید که جنبهٔ ذهنیت مشاهدات را آشکار سازد (قسمت ۲۲-۳ را ملاحظه کنید).

سعی کنید یک ساعت آفتابی بسازید (قسمت ۲۲-۴ را ملاحظه کنید).

# بخش دوم

## کره سماوی و علم مکانیک سماوی مقدماتی

### فصلهای ۶ تا ۱۳

اهداف مورد نظر: در این بخش با مفاهیمی که در بحث و تفسیر اندازه‌گیریهای موضعی به کار می‌رود سر و کار داریم و اصول اساسی علم مکانیک سماوی را تشریح خواهیم کرد. در اندازه‌گیریهای موضعی به سیستمهای مرجعی نیازمندیم که این سیستمها خود به تعریف دقیق و آشکاری نیاز دارد. اندازه‌گیریها نیز باید به صورت "تخلیص شده" درآیند تا قبل از این که از آنها در به دست آوردن اطلاعات در مورد جسم سماوی تحت مشاهده استفاده کنیم، خطاهای ابزاری مشخص و اصولی آنها را برطرف سازیم. علم مکانیک سماوی به نوبه خود شاخه‌ای از ستاره‌شناسی است که به مطالعه مدار سیارات و اقمار مختلف مربوط می‌شود. پیش‌بینی مواضع این اجسام را می‌توان با حاصل رصدهایی مقایسه کرد که تحت فرآیندهای تقلیل و تبدیل فوق‌الذکر قرار گرفته‌اند.

تاریخ پیشرفت ستاره‌شناسی ارتباط نزدیکی با توسعه این مفاهیم کلاسیک دارد. احتمالاً هیچ فرد خاصی را در ارتباط با این مفاهیم نمی‌توان نام برد بلکه فقط باید ذکر کرد که تنظیم قوانین نیوتن درباره حرکت و گرانش (جاذبه) سبب افزایش درک بشر از علل نهفته در حرکات مداری اجرام منظومه شمسی شد. در واقع، از زمان نیوتن به بعد در زمینه علوم پیشرفتهایی صورت گرفت که به هر نسبت که به علل واقعی هر پدیده پرداخت به همان اندازه پدیده‌ها را نیز مورد بررسی قرار داده است.



## هندسه کره

### ۶ - ۱ مقدمه

دیدیم شب هنگام ناظری که به آسمان می‌نگرد چنین تصور می‌کند که او در مرکز نیمکره عظیمی واقع است که تمام اجسام سماوی بر روی آن نیمکره قرار دارند. ماه، سیارات و ستارگان به نظر می‌آید که بر روی این نیمکره سماوی واقفند و جهت آنها یا موضعی که در روی سطح این نیمکره دارند تعیین شده است. برای بسیاری از مقاصد ستاره‌شناسی، فواصل مطرح نیستند، بطوری که شعاع کره را می‌توان بطور دلخواه انتخاب کرد. با در نظر گرفتن تغییرات موضعی وابسته به زمان، تعیین مواضع اجسام بر روی این کره لزوماً متضمن استفاده از دستگاههای مختصات ویژه و سیستمهای ثابت زمان است. رابطه بین مواضع اجسام موجب وضع دانشی به نام هندسه کره می‌شود. این شاخه از ستاره‌شناسی به نام نجوم کروی مشهور است که قدیمی‌ترین شاخه ستاره‌شناسی است و قدمت آن حداقل به چهار هزار سال پیش بازمی‌گردد. استفاده از آن هنوز هم ضروری است؛ خصوصاً هنگامی که در حین محاسبه یا مشاهده موضعی یک ماهواره مصنوعی یا سفینه فضایی بین سیاره‌ای به مشکلی برمی‌خوریم، لزوم آن بیشتر حس می‌شود. لذا این فصل را با هندسه کره آغاز می‌کنیم.

### ۶ - ۲ هندسه کره

هندسه کره شامل دایره‌های عظیمه، دایره‌های صغیره و کمانهایی از این اشکال است. چون برای سهولت کار شعاع این کره را واحد فرض کرده‌اند، فواصل سراسری دایره‌های عظیمه را مانند زاویه می‌سنجند.

یک دایره عظیمه محل تلاقی یک صفحه با کره است که مرکز کره درون آن صفحه قرار داشته باشد. چون مرکز از تمام نقاط روی کره به یک فاصله است، طبق تعریف، شکل صفحه تلاقی-

کننده بایستی دایره باشد .

چنانچه مرکز کره درون صفحه مذکور قرار نداشته باشد ، نتیجه تلاقی آن با کره یک دایره صغیره خواهد بود .

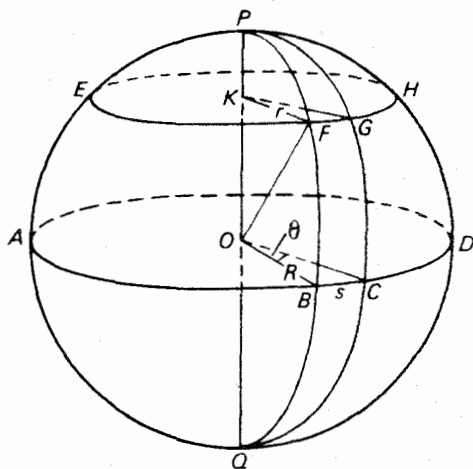
در شکل ۱-۶ ، ABCDA یک دایره عظیمه است . اگر فرض کنیم که دو نقطه P و Q از تمام نقاط روی دایره عظیمه ۹۰ درجه فاصله دارند (پارسم کردن قطر PQ که نسبت به صفحه ABCDA عمود است) ، گفته می شود که آنها قطبین دایره عظیمه ABCDA هستند .

با انتخاب نقطه K در روی قطر PQ و گذراندن صفحه ای از K که بر PQ عمود باشد و کره را قطع کند ، دایره صغیره EFGHE به دست می آید . کاملاً مشخص است که شکلی که با این روش به دست می آید ، یک دایره است .

فرض کنید دایره عظیمه ای است که از قطبین P و Q عبور کرده است . سپس با ترسیم KF EFGH نسبت به OK عمود می شود . بطوری که مثلث KFO در نقطه K دارای زاویه قائمه است .

طبق قضیه فیثاغورس داریم :

$$OF^2 = OK^2 + KF^2 \quad (1-6)$$



شکل ۱-۶ اساس هندسه کروی

ولی OF و OK مقادیر ثابتی هستند (OF شعاع کره و OK مقداری ثابت است) . بنابراین طبق معادله (۱-۶) مقدار KF ثابت است .

با استفاده از ترسیم ، نقطه F می تواند هر نقطه از شکل EFGHE باشد ، در نتیجه تمام نقاط روی EFGHE باید از K به یک فاصله باشند. چون آنها در یک صفحه قرار دارند پس EFGHE دایره ای خواهد بود که مرکز آن K است .

نقاط P و Q نیز قطبین دایره EFGHE هستند .

دایره عظیمه دیگری از قطبین P و Q بگذرانید و با PGCQP علامتگذاری کنید. این دایره دایره صغیره EFGHE و دایره عظیمه ABCDA را به ترتیب در نقاط G و C قطع می کند .

زاویه بین دو مماس عبوری از نقطه P بر دایره های عظیمه PGCQP, PFBQP را زاویه کروی در نقطه P یا زاویه GPF یا زاویه CPB می گویند . یک زاویه کروی فقط با دو دایره عظیمه متقاطع تشکیل می شود .

اگر سه دایره عظیمه بطوری یکدیگر را قطع کنند که از سه کمان دایره های عظیمه مذکور یک شکل بسته به وجود آید ، به شرطی که دارای خواص زیر باشد آن را یک مثلث کروی می نامند :

الف - مجموع دو ضلع آن از ضلع سوم بزرگتر باشد .

ب - مجموع سه زاویه آن از ۱۸۰ درجه بیشتر باشد .

ج - هر زاویه کروی آن از ۱۸۰ درجه کوچکتر باشد .

بنابراین در شکل ۶-۱ ، شکل PBC یک نمونه مثلث کروی است ولی PFG چون یکی از اضلاعش (FG) کمان یک دایره صغیره است پس مثلث کروی نیست . بطور اجمال می توان ذکر کرد که  $\triangle PBC$  یک مورد خاص است زیرا دو زاویه آن یعنی  $\angle PBC$  و  $\angle PCB$  قائمه می باشد .

اضلاع یک مثلث کروی را بر حسب اندازه زاویه ای بیان می کنند .

اندازه S یعنی کمان BC بر حسب زاویه  $\theta$  که در مرکز کره مقابل این کمان واقع می شود و شعاع کره ، R ، از رابطه زیر به دست می آید :

$$s = R \times \theta$$

$\theta$  بر حسب رادیان است .

باید بخاطر داشت که :  $2\pi$  رادیان = ۳۶۰ درجه

سایر رابطه های مفید و مورد نیاز بدین قرارند :

$$1 \text{ رادیان} \approx (57/3^\circ) \text{ درجه}$$

$$\approx 3438 \text{ کمانی دقیقه}$$

$$\approx (206265'' \text{ ثانیه کمانی})$$

اگر شعاع کره ، واحد فرض شود خواهیم داشت :

$$s = \theta$$

که نشان دهنده این است که طول کمان یک دایره عظیمه در روی یک کره با شعاع واحد برابر زاویه‌ای است (برحسب اندازه دایره‌ای) که در مرکز کره، مقابل این کمان واقع می‌شود. طول کمان یک دایره صغیره مثل کمان  $FG$ ، بسادگی به طول کمان دایره عظیمه‌ای مربوط می‌شود که صفحه آن با صفحه دایره صغیره موازی است.

در شکل ۱-۶ فرض کنید شعاع دایره صغیره  $EFGHE$  است، بنابراین خواهیم داشت:

$$FG = r \times \angle FKG.$$

همچنین داریم:

$$BC = R \times \angle BOC.$$

دو خط  $OB$  و  $KF$  در صفحه  $PFBQ$  قرار دارند. به علاوه  $KF$  در صفحه  $EFGH$  و  $OB$  نیز در صفحه  $ABCD$  واقع است، از این رو باید  $KF$  موازی  $OB$  باشد زیرا صفحه  $EFGH$  با صفحه  $ABCD$  موازی است.

بطور مشابه،  $KG$  نیز موازی  $OC$  است. پس:

$$\angle FKG = \angle BOC.$$

از این رو:

$$FG = BC \times \frac{r}{R}$$

در مثلث مسطح  $KOF$  که زاویه  $K$  قائمه است،  $KF = r$  و  $OF = R$  هستند، پس داریم:

$$FG = BC \times \sin \widehat{KOF}$$

ولی چون  $\angle POB = 90^\circ$  درجه است می‌توانیم بنویسیم:

$$FG = BC \cos \widehat{FB}$$

اگر شعاع کره واحد فرض شده باشد، داریم:

$$PF = \angle POF = \angle KOF,$$

$$FB = \angle FOB,$$

و:

بنابراین خواهیم داشت:

$$FG = BC \sin \widehat{PF}$$

و:

$$FG = BC \cos \widehat{FB}.$$

(۲-۶)

### ۶ - ۳ تعیین موضع بر روی سطح زمین

برای تشریح این مفاهیم زمین را در نظر می‌گیریم. هر نقطه در روی سطح زمین با دو مختصات طول و عرض مشخص می‌شود که نسبت به استوا و نصف النهار ویژه‌ای (نیمی از یک دایره عظیمه) که از قطبین شمال و جنوب و گرینویچ انگلستان می‌گذرد، تعیین می‌شود. استوا دایره عظیمه‌ای است که قطبهای آن قطبین شمال و جنوب است. طول هر نقطه،  $\lambda$ ، در جهت شرق یا غرب و در امتداد استوا سنجیده می‌شود و مقدار آن فاصله زاویه‌ای بین نصف النهاری که از آن نقطه می‌گذرد با نصف النهار گرینویچ است. طول را می‌توان برحسب اندازه زاویه‌ای یا واحد زمانی بیان کرد که در جدول ۱-۶ آمده است.

جدول ۱-۶ تبدیل اندازه زاویه‌ای به زمان

$$\text{ساعت} \quad 360^\circ = 24$$

دقیقه

$$1^\circ = 4$$

ثانیه

$$1' = 4$$

ثانیه

$$1'' = \frac{1}{15}$$

ساعت

$$1 = 15^\circ$$

دقیقه

$$1 = 15'$$

ثانیه

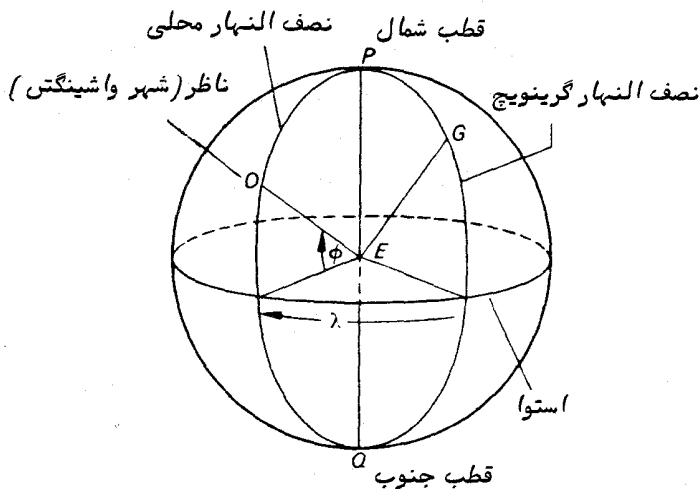
$$1 = 15''$$

برای مثال، طول جغرافیایی شهر واشینگتن ۵ ساعت و ۸ دقیقه و  $15/78$  ثانیه غرب گرینویچ است ( $77^\circ$  درجه و  $3$  دقیقه و  $7/56$  ثانیه غرب گرینویچ). طول را تا  $12$  ساعت ( $180$  درجه) غرب یا شرق گرینویچ می‌سنجند.

عرض  $\phi$ ، یک نقطه، فاصله زاویه‌ای آن در جهت شمال یا جنوب استوا است که در امتداد نصف النهار محلی آن نقطه اندازه‌گیری می‌شود. شهر واشینگتن دارای عرض  $38^\circ$  درجه و  $55$  دقیقه و  $14$  ثانیه شمالی است (شکل ۲-۶ را ملاحظه کنید). کمیت دیگر متمم عرض است که از فرمول زیر به دست می‌آید: عرض -  $90^\circ$  = متمم عرض

چون زمین یک کره کامل نیست، موقعیت از آنچه که در بالا به سادگی طرح گردید بسیار

پیچیده‌تر است. البته از طرح ساده فوق بعلت داشتن دقت کافی در اکثر موارد استفاده می‌شود.



شکل ۶-۲ تعیین طول و عرض جغرافیایی

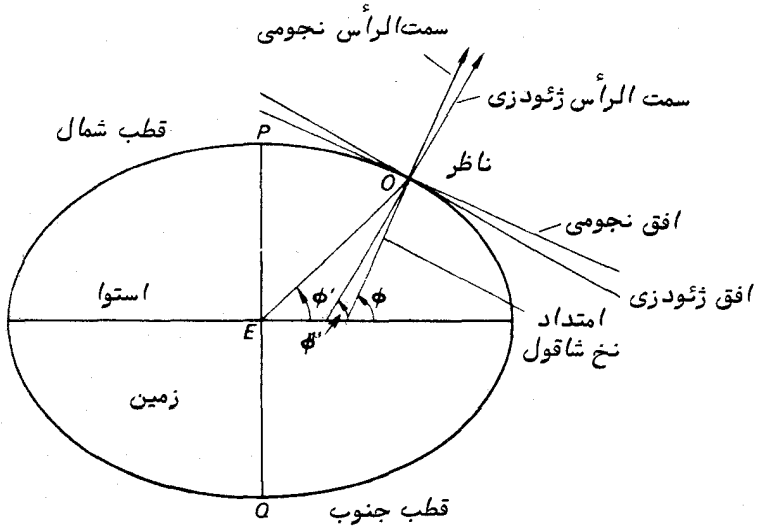
هرگاه ناظری در یک نقطه از سطح زمین شاقولی را معلق‌نگه‌دارد، نخ شاقول با صفحه استوای زمین زاویه‌ای تشکیل می‌دهد که آن زاویه را عرض نجومی،  $\phi$ ، می‌نامند. بطور کلی نقطه‌ای که امتداد نخ شاقول صفحه استوایی را قطع می‌کند مرکز زمین نمی‌باشد. زاویه بین خط متصل‌کننده ناظر به مرکز زمین و صفحه استوا را به نام عرض زمین مرکزی،  $\phi'$ ، می‌شناسند (شکل ۶-۳ را ملاحظه کنید).

هنوز تعریف سوم عرض باقی‌مانده است. مساحتی‌های سطح زمین؛ بی‌قاعدگی‌هایی را در جهت و سمت جاذبه زمین نشان می‌دهند که از تغییرات تراکم و شکل پوسته زمین ناشی می‌شوند. امتداد نخ شاقول تحت تأثیر چنین عواملی قرار دارد که آنها را خطای مکانی می‌نامند. عرض ژئودزی<sup>۱</sup> یا عرض جغرافیایی ناظر،  $\phi''$ ، همان عرض نجومی است که از نظر خطای مکانی تصحیح شده است.

بنابراین، عرض ژئودزی به یک‌شبه کره مرجع مربوط است که سطح آن با سطح متوسط آب‌های زمین تعیین می‌شود. اگر  $a$  و  $B$  نصف محوره‌های بزرگ و کوچک یک بیضی‌دوران داده شده

باشند که تشکیل یک ژئوئید (شبه زمین) را می دهد ، میزان پهن شدگی یا بیضی بودن آن ،  $\epsilon$  ، از فرمول زیر به دست می آید :

$$\epsilon = \frac{a-b}{a} = 1 - (1 - e^2)^{1/2},$$



شکل ۳-۶ یک ژئوئید (شبه زمین) که اختلاف بین سمت الرأس نجومی و سمت الرأس ژئودزی را نشان می دهد .

که در اینجا ،  $e$  خروج از مرکز بیضی می باشد .

شبه کره های متفاوتی از این قبیل موجود است . برای مثال ، ابعاد و اندازه های ژئوئید

مشهور هی فورد<sup>۱</sup> به قرار زیر است :

$$a = ۳۹۶۳/۳۵ \text{ مایل} = ۶۳۷۸/۳۸۸ \text{ کیلومتر}$$

$$b = ۳۹۵۰/۰۱ \text{ مایل} = ۶۳۵۶/۹۱۲ \text{ کیلومتر}$$

از این رو :

$$\epsilon = \frac{1}{۲۹۷}$$

$$e = ۰/۰۸۱۹۹$$

از این رو:

می‌توان خاطر نشان کرد که ژئوپید حاصل از مشاهدات اقمار مصنوعی زمین از این ژئوپید مرجع به مقدار زیادی فاصله می‌گیرند.

طول زمین مرکزی،  $\lambda$ ، با طول ژئودزی یکسان است و آن فاصله زاویه‌ای است که در امتداد شرق یا غرب استوا از نصف النهار گرینویچ تا نصف النهار ناظر اندازه‌گیری می‌شود. اگر دو نقطه در روی سطح زمین عرضهای یکسانی داشته باشند، می‌گویند که آنها در مدار عرضی<sup>۱</sup> یکسانی واقعند. بنابراین در شکل ۴-۶ دو محل A و B که هر دو دارای عرضی برابر  $\phi$  شمالی هستند در مدار عرضی AB واقعند.

فاصله بین این دو نقطه که در امتداد کمان دایره صغیره یعنی AB سنجیده می‌شود، دورشدگی از نصف النهار<sup>۲</sup> نامیده می‌شود. در این مثال فرض می‌کنیم زمین کروی باشد. زاویه DOB، عرض،  $\phi$ ، است بطوری که:

$$\widehat{AC} = \widehat{BD} = \phi.$$

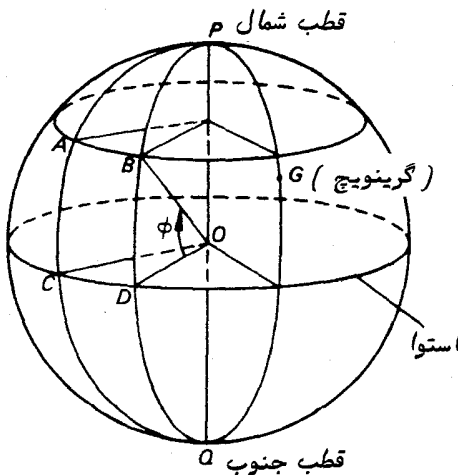
چنانچه طول نقاط A و B به ترتیب  $\lambda_A$  غربی و  $\lambda_B$  غربی باشد، در این صورت تفاضل طولهایشان،  $\lambda_A - \lambda_B$  خواهد بود و:

$$\widehat{CD} = \angle COD = \lambda_A - \lambda_B.$$

سپس با استفاده از فرمول (۲-۶) خواهیم داشت:

$$\widehat{AB} = \widehat{CD} \cos \widehat{BD},$$

یا به عبارت دیگر: (۳-۶) (عرض)  $\times$  تفاضل طولها = دورشدگی از نصف النهار



شکل ۴-۶ نمایش مدار عرضی



معمولا "فواصل سطح زمین را به مایل دریایی می‌سنجند. یک مایل دریایی فاصله دایره عظیمه‌ای است که در مرکز زمین مقابل زاویه‌ای برابر با ۱ دقیقه کمانی قرار دارد و چون سطح زمین کاملا "کروی نیست، اندازه مایل دریایی متفاوت است. این اندازه در استوا ۶۰۴۶ پا و در قطبین ۶۱۰۸ پا می‌باشد. در کشور بریتانیا مقدار متوسط ۶۰۸۰ پا را استفاده می‌کنند و نیروی دریایی و اکثر ملل دیگر از مایل دریایی بین‌المللی که ۱/۸۵۲۰ کیلومتر است استفاده می‌کنند.

مقدار یک مایل دریایی در ساعت را یک گره می‌نامند و معمولا "سرعت کشتیها را با این واحد می‌سنجند.

تفاضل طولها را می‌توان بر حسب دقیقه کمانی بیان کرد که این عدد با شماره مایلهای دریایی برابر است. سپس می‌توان دورشدگی از نصف النهار را با فرمول (۳-۶) محاسبه کرد. باید توجه داشت که تفاضل طولها را به صورت جبری به دست می‌آوریم، یعنی طولهای شرقی را با علامت مخالف طولهای غربی محاسبه می‌کنیم.

مثال ۶-۱ اگر طول A، ۴۸ درجه غربی و طول B، ۲۸ درجه غربی باشد، تفاضل طولهای مذکور چقدر است؟

$$\text{تفاضل طول} = 48^\circ - 28^\circ = 20^\circ$$

مثال ۶-۲ اگر طول A، ۶۰ درجه غربی و طول B، ۸۰ درجه شرقی باشد، تفاضل طول آنها چقدر است؟

$$\text{تفاضل طول} = 60^\circ - (-80^\circ) = 140^\circ$$

مثال ۶-۳ اندازه مایل دریایی را در صورتی که شعاع زمین در حالت کروییت ۳۹۶۰ مایل باشد، بر حسب پا به دست آورید.

$$\text{مایل} = 3960 \times \pi \times 2 = 360^\circ$$

یا:

$$360 \times 60' = 2 \times \pi \times 3960 \times 5280 \text{ پا}$$

پس:

$$\text{پا} = 6082 = \frac{2 \times \pi \times 3960 \times 5280}{360 \times 60} \text{ دقیقه کمانی}$$

$$\text{پا} = 6082 = 1 \text{ مایل دریایی}$$

مثال ۴-۶ دو محل  $A$  و  $B$  به ترتیب دارای طول و عرض (۳۵ درجه و ۲۸ دقیقه شمالی و ۴۴ درجه و ۳۲ دقیقه غربی) و (۳۵ درجه و ۲۸ دقیقه شمالی و ۱۳ درجه و ۳۰ دقیقه غربی) هستند. دورشدگی آنها چقدر است؟

$$\text{دقیقه } ۱۸۶۲' = ۲' \text{ و } ۳۱^\circ = ۳۰' - ۱۳^\circ \text{ و } ۳۲' \text{ و } ۴۴^\circ = \text{تفاضل طول}$$

$$۲۸ \text{ و } ۱۸۶۲ \times \cos ۳۵^\circ = \text{دورشدگی}$$

$$= ۱۵۱۷ \text{ مایل دریایی}$$

## ۶ - ۴ مثلثات کروی

۱-۴-۶ فرمولها

به همان شکل که از فرمولهای مثلثات مسطحه می‌توان در محاسبات هندسه مسطحه استفاده کرد، فرمولهای مثلثاتی خاصی را می‌توان در هندسه کروی به کاربرد. این قبیل فرمولها زیاد هستند ولی تنها از چهار فرمول بیش از همه استفاده می‌شود. این فرمولها روابط بین اضلاع و زوایای یک مثلث کروی هستند و در حل مسائلی که در نجوم کروی پیش می‌آید ارزش زیادی دارند.

در شکل ۵-۶،  $ABC$  مثلثی کروی است با اضلاع  $CA, BC, AB$  که اندازه این اضلاع به ترتیب  $B, A, C$  می‌باشد. این مثلث دارای زوایای  $\angle ABC, \angle CAB$  و  $\angle BCA$  است که از این پس به ترتیب با زوایای  $A, B, C$  نامیده می‌شوند. چهار فرمول مذکور عبارتند از:

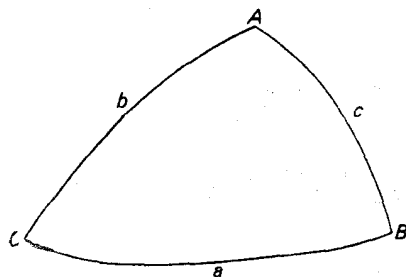
الف - فرمول کسینوس

$$\cos a = \cos b \cos c + \sin b \sin c \cos A. \quad (۴-۶)$$

آنچه واضح است وجود دو شکل دیگر از این فرمول می‌باشد:

$$\cos b = \cos c \cos a + \sin c \sin a \cos B, \quad (۵-۶)$$

$$\cos c = \cos a \cos b + \sin a \sin b \cos C, \quad (۶-۶)$$



شکل ۵-۶ علائم مشخص کننده یک مثلث کروی

ب - فرمول سینوسی

$$\frac{\sin A}{\sin a} = \frac{\sin B}{\sin b} = \frac{\sin C}{\sin c} \quad (۷-۶)$$

این فرمول را باید با دقت به کار برد، زیرا برای مثال به فرض داشتن مقادیر  $a$ ،  $b$  و  $B$  اظهار نظر در این مورد که  $A$  یک زاویه حاده یا منفرجه است غیرممکن می‌باشد مگر این که اطلاعات دیگری در اختیار باشد. مثلا " فرمول، مقدار  $A$  یا  $(180 - A)$  را تعیین کند.

ج - متشابه فرمول کسینوس

$$\sin a \cos B = \cos b \sin c - \sin b \cos c \cos A. \quad (۸-۶)$$

باز هم، اشکال گوناگونی از این فرمول وجود دارد که برپنج بالغ می‌شود.

د - فرمول چهار جزئی

$$\cos a \cos C = \sin a \cot b - \sin C \cot B \quad (۹-۶)$$

این فرمول پنج شکل دیگر نیز دارد و چهار بخش متوالی از مثلث کروی را به کار می‌برد و غالبا " به شکل زیر بیان می‌شود:

$$\begin{aligned} &= \cos (\text{ضلع داخلی}) \cos (\text{زاویه داخلی}) \\ &= \sin (\text{زاویه دیگر}) \cot (\text{ضلع دیگر}) - \sin (\text{زاویه داخلی}) \cot (\text{ضلع داخلی}) \end{aligned}$$

حال به ترتیب به اثبات هر یک از این فرمولها می‌پردازیم.

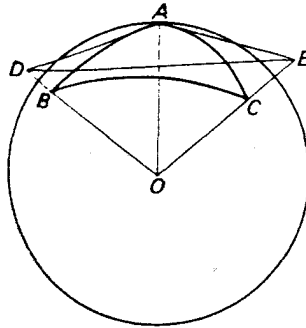
۴-۶-۲- اثبات فرمول کسینوس

در شکل ۶-۶ چنین فرض کنید که  $ABC$  یک مثلث کروی با اضلاع  $AB$ ،  $BC$ ،  $CA$  است که اندازه آنها به ترتیب  $a$ ،  $b$  و  $c$  است. قصد داریم ثابت کنیم که:

$$\cos a = \cos b \cos c + \sin b \sin c \cos A.$$

از نقطه  $A$  نسبت به کمانهای  $AC$ ،  $AB$  دایره عظیمه، مماسهایی رسم کنید تا شعاعهای  $OB$  و  $OC$  را به ترتیب در  $D$  و  $E$  قطع کند و نقطه  $D$  را به  $E$  و همچنین  $A$  را به  $O$  که مرکز گره می‌باشد متصل کنید.

مثلثهای  $ODE$ ،  $ADE$  مثلثهای مسطح هستند گرچه درون یک صفحه یکسان قرار ندارند. طبق



شکل ۶-۶ اثبات فرمول کسینوس

تعریف،  $\angle DAE$  زاویه کروی A است. همچنین  $\angle DOE$  نیز زاویه مقابل کمان BC است. از این رو،  $\angle DOE = a$  است.

در مثلث  $\triangle DAE$  داریم:

$$DE^2 = AD^2 + AE^2 - 2AD \cdot AE \cos A. \quad (10-6)$$

در مثلث  $\triangle DOE$  داریم:

$$DE^2 = OD^2 + OE^2 - 2OD \cdot OE \cos a. \quad (11-6)$$

دو عبارت (۱۰-۶) و (۱۱-۶) را از یکدیگر کم کنیم، داریم:

$$2OD \cdot OE \cos a = (OD^2 - AD^2) + (OE^2 - AE^2) + 2AD \cdot AE \cos A. \quad (12-6)$$

اکنون،  $\angle DAO$  یک مثلث مسطح است که زاویه A قائمه است زیرا DA در نقطه A بر قوس AB مماس می‌باشد و OA شعاع آن قوس است. طبق قضیه فیثاغورس داریم:

$$OD^2 - AD^2 = AO^2.$$

بطور مشابه با در نظر گرفتن  $\triangle OAE$ ، مشاهده می‌شود که:

$$OE^2 - AE^2 = AO^2.$$

پس معادله (۱۲-۶) به صورت زیر تبدیل می‌شود:

$$OD \cdot OE \cos a = OA^2 + AD \cdot AE \cos A$$

$$\cos a = \frac{OA}{OD} \cdot \frac{OA}{OE} + \frac{AD}{OD} \cdot \frac{AE}{OE} \cos A. \quad \text{یا:}$$

در  $\triangle DAO$ ،  $\frac{OA}{OD}$  کسینوس زاویه  $\angle DOA$  است در حالی که  $\frac{AD}{OD}$  سینوس آن زاویه است. ولی

$\angle DOA = c$  است، پس  $\frac{OA}{OD}$  کسینوس c و  $\frac{AD}{OD}$  سینوس c خواهند بود.

بطور مشابه ،  $\frac{OA}{OE}$  کسینوس  $b$  و  $\frac{AE}{OE}$  سینوس  $b$  هستند .  
بنابراین :

$$\cos a = \cos b \cos c + \sin b \sin c \cos A.$$

۳-۴-۶ اثبات فرمول سینوس

فرمول کسینوس را دوباره بنویسید (شماره ۴-۶) :

$$\sin b \sin c \cos A = \cos a - \cos b \cos c.$$

با مجذور کردن آن خواهیم داشت :

$$\sin^2 b \sin^2 c \cos^2 A = \cos^2 a - 2 \cos a \cos b \cos c + \cos^2 b \cos^2 c.$$

حال :

$$\begin{aligned} \sin^2 b \sin^2 c (1 - \sin^2 A) &= \sin^2 b \sin^2 c - \sin^2 A \sin^2 b \sin^2 c \\ &= (1 - \cos^2 b)(1 - \cos^2 c) - \sin^2 b \sin^2 c \sin^2 A. \end{aligned}$$

بنابراین :

$$\sin^2 b \sin^2 c \sin^2 A = 1 - \cos^2 a - \cos^2 b - \cos^2 c + 2 \cos a \cos b \cos c. \quad (۱۳-۶)$$

اما طرف راست معادله ۱۳-۶ تابع متقارنی از  $a$  ،  $b$  ،  $c$  است بطوری که می توانیم بنویسیم :

$$\sin^2 a \sin^2 b \sin^2 C = \sin^2 b \sin^2 c \sin^2 A = \sin^2 c \sin^2 a \sin^2 B.$$

با تقسیم کل عبارت بالا بر  $\sin^2 a \sin^2 b \sin^2 c$  چنین به دست می آید :

$$\frac{\sin^2 A}{\sin^2 a} = \frac{\sin^2 B}{\sin^2 b} = \frac{\sin^2 C}{\sin^2 c}.$$

حال ریشه دوم آن را به دست آورید و با توجه به این که در یک مثلث کسروی اندازه تمام اضلاع و زوایا از ۱۸۰ درجه کمتر است ، خواهیم داشت :

$$\frac{\sin A}{\sin a} = \frac{\sin B}{\sin b} = \frac{\sin C}{\sin c} \quad (۷-۶)$$

۴-۴-۶ اثبات فرمول متشابه کسینوس

باز هم از معادله (۴-۶) آغاز می‌کنیم:

$$\sin b \sin c \sin A = \cos a - \cos b \cos c.$$

با استفاده از معادله (۶-۶) داریم:

$$\sin b \sin c \cos A = \cos a - \cos b (\cos a \cos b + \sin a \sin b \cos C),$$

بطوری که:

$$\sin b \sin c \cos A = \cos a \sin^2 b - \sin a \sin b \cos b \cos C.$$

با تقسیم کل عبارت فوق بر  $\sin b$  به فرمول مورد نیاز دست می‌یابیم:

$$\sin c \cos A = \cos a \sin b - \sin a \cos b \cos C.$$

۵-۴-۶ اثبات فرمول چهارجزئی

فرض کنید که چهارجزء متوالی ، ، ، و باشند. بنابراین ضلع که بین زوایا قرار می‌گیرد "ضلع داخلی" است.  $b$  "ضلع دیگر" خواهد بود. زاویه  $C$  که بین اضلاع  $a$  و  $b$  قرار می‌گیرد "زاویه داخلی" است و  $B$  "زاویه دیگر" خواهد بود. می‌خواهیم ثابت کنیم که:

$$\cos a \cos C = \sin a \cot b - \sin C \cot B.$$

از فرمولهای شماره (۵-۶) و (۶-۶) کسینوس داریم:

$$\cos b = \cos c \cos a + \sin c \sin a \cos B, \quad (۵-۶)$$

$$\cos c = \cos a \cos b + \sin a \sin b \cos C. \quad (۶-۶)$$

با قرار دادن مقدار سمت راست معادله (۶-۶) بجای  $\cos c$  معادله (۵-۶) خواهیم داشت:

$$\cos b (1 - \cos^2 a) = \cos a \sin a \sin b \cos C + \sin c \sin a \cos B.$$

بجای عبارت  $(1 - \cos^2 a)$  مقدار  $\sin^2 a$  قرار دهید و سپس کل فرمول را بر  $\sin a \sin b$

تقسیم کنید:

$$\cot b \sin a = \cos a \cos C + \frac{\sin c}{\sin b} \cos B. \quad (۱۴-۶)$$

با استفاده از فرمول سینوس، مشاهده می‌شود که:

$$\frac{\sin c}{\sin b} = \frac{\sin C}{\sin B}$$

پس معادلهٔ (۶-۱۴) بدین شکل تبدیل می‌شود:

$$\cos a \cos C = \sin a \cot b - \sin C \cot B.$$

## ۶ - ۵ سایر فرمولهای مثلثات کروی

الف - اگر  $s = \frac{(a+b+c)}{2}$  باشد داریم:

$$\sin \frac{A}{2} = \left( \frac{\sin(s-b) \sin(s-c)}{\sin b \sin c} \right)^{1/2}$$

به ازای  $\sin \frac{B}{2}$  و  $\sin \frac{C}{2}$  نیز دو شکل دیگر از همین فرمول وجود دارد.  
ب- در چهار فرمول اصلی پیشین، با نوشتن  $(180 - a)$  بجای  $A$ ،  $(180 - b)$  بجای  $B$ ،  $(180 - c)$  بجای  $C$ ،  $(180 - A)$  بجای  $a$  و غیره می‌توان فرمولهای دیگری را به دست آورد.

برای مثال با استفاده از فرمول (۶-۴) چنین به دست می‌آید:

$$\cos A = -\cos B \cos C + \sin B \sin C \cos a.$$

اثبات این فرمولها در اینجا ذکر نشده است.

## ۶ - ۶ مثلث کروی کوچک

هرگاه مثلث کروی روی یک کره باشعاع ثابت، کوچک و کوچکتر شود، زوایای آن محدود می‌ماند ولی اضلاع آن به سمت صفر میل کند. درحقیقت، این مثلث هرچه بیشتر به مثلث مسطح نزدیک شود انتظار می‌رود که فرمولهای مثلثات کروی به فرمولهای مشهور مثلثات مسطح تبدیل شوند. در واقع موضوع آن چنان است که گفته شد.  
برای نمونه، فرمول کسینوس را در نظر بگیرید:

$$\cos a = \cos b \cos c + \sin b \sin c \cos A.$$

اگر  $\theta$  زاویه‌ای برحسب درجه و تقسیمات آن باشد، پس:

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

$$\sin \theta = \theta - \frac{\theta^3}{3!} + \frac{\theta^5}{5!} - \dots$$

اگر  $\theta$  به اندازه کافی کوچک باشد، می‌توان نوشت:

$$\cos \theta = 1 - \theta^2/2; \quad \sin \theta = \theta$$

حال تصور کنید مثلث  $ABC$  کوچک گردد، در این صورت می‌توان فرمول کسینوس را

چنین نوشت:

$$1 - a^2/2 = (1 - b^2/2)(1 - c^2/2) + b \cdot c \cdot \cos A$$

یا:

$$1 - a^2/2 = 1 - b^2/2 - c^2/2 + b^2c^2/4 + b \cdot c \cdot \cos A.$$

چون  $\frac{b^2c^2}{4}$  از مقدار  $\frac{a^2}{4}$  کمتر است می‌توان از آن چشم پوشید. بنابراین:

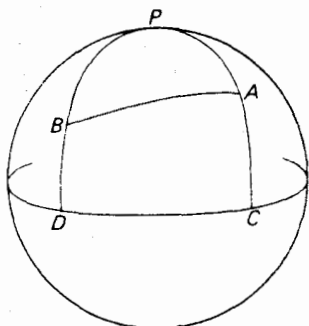
$$a^2 = b^2 + c^2 - 2 \cdot b \cdot c \cdot \cos A,$$

این همان فرمول مشهور مثلثات مسطحه است.

مثال ۶-۵ هواپیمایی با سرعت ۵۰۰ گره از طریق مسیر دایره‌عظیمه‌ای از شهر پرت ویک<sup>۱</sup> (۴ درجه و ۳۶ دقیقه غربی - ۵۵ درجه و ۳۰ دقیقه شمالی) به سوی شهر گاندرا<sup>۲</sup> (۵۴ درجه و ۲۴ دقیقه غربی - ۴۸ درجه و ۳۴ دقیقه شمالی) رهسپار است. این هواپیما چه فاصله‌ای را می‌پیماید و این سفر چه مدت به طول می‌انجامد؟

فرض کنید نقاط  $A$  و  $B$  در شکل ۶-۷ به ترتیب شهرهای پرت ویک و گاندرا هستند، بطوری که مسیر پرواز هواپیما  $AB$  یا کمان دایره‌عظیمه است. اگر نصف النهارهای  $PAC$ ,  $PBD$  را از نقاط  $A$  و  $B$  از قطب شمال  $P$ ، به استوا  $DC$  بکشیم مثلث  $PBR$  یک مثلث کروی خواهد بود.





شکل ۶-۷ مربوط به مثال ۵-۶ مسیر پرواز هواپیما از شهر پرستویک به گاندر

با استفاده از فرمول کسینوس می‌توانیم بنویسیم :

$$\cos AB = \cos AP \cos BP + \sin AP \sin BP \cos APB$$

$$BP = 90^\circ - 48^\circ \text{ و } 34' = 41^\circ \text{ و } 26'$$

$$AP = 90^\circ - 55^\circ \text{ و } 30' = 34^\circ \text{ و } 30'$$

$$\angle APB = 54^\circ \text{ و } 24' - 4^\circ \text{ و } 36' = 49^\circ \text{ و } 48'$$

سپس به محاسبات ادامه می‌دهیم :

	عدد	لگاریتم
$\cos 41^\circ \text{ و } 26'$	۰/۷۴۹۷۴	$\bar{1}/8749$
$\cos 34^\circ \text{ و } 30'$	۰/۸۲۴۱	$\bar{1}/9160$
	-----	-----
	۰/۶۱۷۹	$\bar{1}/7909$
$\sin 41^\circ \text{ و } 26'$	۰/۶۶۱۷۴	$\bar{1}/8207$
$\sin 34^\circ \text{ و } 30'$	۰/۵۶۶۴	$\bar{1}/7531$
$\cos 49^\circ \text{ و } 48'$	۰/۶۴۵۵	$\bar{1}/8099$
	-----	-----
	۰/۲۴۱۹	$\bar{1}/3837$

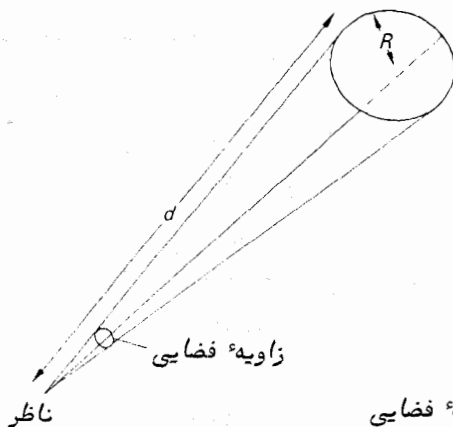
پس:  $AB = ۳۰^\circ$  و  $۴۳' = ۱۸۴۳'$

بنابراین فاصله  $AB$  برابر  $۱۸۴۳$  مایل دریایی است.

$$\begin{aligned} \text{ساعت} \frac{۳}{۶۹} = \frac{۱۸۴۳}{۵۰۰} = \frac{\text{فاصله}}{\text{سرعت}} = \text{زمان سپری شده} \\ \text{دقیقه} \quad \text{ساعت} \\ = ۳ \quad \text{و} \quad ۴۱/۴ \end{aligned}$$

## ۶-۷ زاویه فضایی

تا این جا اندازه‌گیری زوایا را نسبت به کمانهای کرهٔ سماوی در نظر گرفته‌ایم. هرگاه اجسامی با محیط مدور بر روی کرهٔ سماوی دیده شوند، این اجسام زوایایی را فرامی‌گیرند که لزوماً "دو بعدی" است. برای مثال، جسمی که دارای سطح متقارن مدور است، یک زاویهٔ دو بعدی را فرامی‌گیرد که آن نیز با یک مخروط محدود می‌شود (شکل ۶-۸ را ملاحظه کنید). این زاویه را زاویهٔ فضایی<sup>۱</sup> که آن جسم فرا گرفته است می‌نامند.



شکل ۸-۶ تشریح زاویهٔ فضایی

از نظر کمی، زاویهٔ فضایی مقابل هر جسم از تقسیم محیط آن بر مجذور فاصله‌اش از ناظر به دست می‌آید. در مورد شکل ۶-۸ که در آن جسمی با شعاع  $R$  در فاصلهٔ  $d$  از ناظر قرار گرفته است، زاویهٔ فضایی آن از فرمول  $\frac{\pi R^2}{d^2}$  محاسبه می‌شود.

زاویه فضایی را بر حسب واحدهای استرادیان (مخفف آن استرادیان است) نشان می‌دهند. یک استرادیان معادل یک محیط واحد است که در فاصله‌ای واحد قرار گرفته باشد. چون محیط کره از فرمول  $4\pi R^2$  به دست می‌آید، اگر شعاع کره باشد بسادگی در می‌یابیم که زاویه فضایی مقابل کره در مرکز آن برابر  $4\pi$  استرادیان است.

### مسائل فصل ششم

توجه - در تمام این مسائل، زمین را کره فرض کنید.

۱- جدول زیر را کامل کنید.  $A$  و  $B$  دو محل در روی سطح زمین هستند.

طول $A$	طول $B$	تفاضل طول
$56^\circ$ غربی	$24^\circ$ غربی	
$49^\circ$ غربی	$29^\circ$ شرقی	
$172^\circ$ غربی	$87^\circ$ شرقی	
$42^\circ$ و $36^\circ$ غربی	$37'$ و $57^\circ$ غربی	
$34'$ و $22^\circ$ غربی	$43'$ و $39^\circ$ شرقی	
$15'$ و $68^\circ$ شرقی	$57'$ و $39^\circ$ شرقی	
$28'$ و $54^\circ$ شرقی	$41'$ و $179^\circ$ غربی	

۲- جدول زیر را با این فرض که  $X$  و  $Y$  دو محل در روی یک نصف النهار با طول جغرافیایی

یکسان هستند کامل کنید.

عرض $X$	عرض $Y$	تفاضل عرض
$26^\circ$ شمالی	$36^\circ$ شمالی	
$38^\circ$ شمالی	$15^\circ$ جنوبی	
$23'$ و $21^\circ$ جنوبی	$47'$ و $38^\circ$ جنوبی	
$19'$ و $89^\circ$ شمالی	$22'$ و $75^\circ$ جنوبی	
$43'$ و $19^\circ$ جنوبی	$27'$ و $57^\circ$ شمالی	

۳- محل‌های X و Y را طبق مسأله ۲ در نظر بگیرید. سپس فواصل بین آنها را بر حسب مایل دریایی محاسبه کنید.

۴- مقدار دورشدگی بین هر جفت از محل‌های ذکر شده U و V در جدول زیر را بر حسب مایل دریایی حساب کنید.

طول U	طول V عرض‌هردوی U و V	دورشدگی آنها
۴۷° و ۲۴° غربی	۳۴° و ۱۳° غربی	۲۷° و ۴۵° شمالی
۱۸° و ۳۹° غربی	۲۷° و ۲۱° شرقی	۵۴° و ۲۰° جنوبی
۵۷° و ۱۸° شرقی	۴۱° و ۱۷۴° شرقی	۲۷° و ۸۷° شمالی
۴۸° و ۱۷۹° غربی	۳۱° و ۱۳۴° غربی	۳۴° و ۵۳° جنوبی

۵- با اطلاعات داده شده زیر مثلث کروی ABC را بطور کامل حل کنید:

$a = ۳۷^\circ$ و $۴۸^\circ$	$b = ۲۹^\circ$ و $۵۱^\circ$	$C = ۷۴^\circ$ و $۳۷^\circ$ (الف)
$b = ۹۸^\circ$ و $۲۳^\circ$	$c = ۷۶^\circ$ و $۳۹^\circ$	$A = ۵۲^\circ$ و $۲۳^\circ$ (ب)
$c = ۳۰^\circ$ و $۵۷^\circ$	$a = ۱۲۷^\circ$ و $۸^\circ$	$B = ۱۳۸^\circ$ و $۱۹^\circ$ (ج)
$a = ۹۰^\circ$	$b = ۷۴^\circ$ و $۳۹^\circ$	$C = ۱۶۵^\circ$ و $۲۹^\circ$ (د)

۶- دو محل A و B که بر روی مدار عرضی ۳۳° و ۳۸° شمالی قرار دارند به میزان ۱۹° و ۱۲۳° از یکدیگر تفاضل طول دارند. موارد زیر را بر حسب مایل دریایی حساب کنید: ۱- فاصله بین آنها در امتداد مدار عرضی ۲- فاصله دایره عظیمه یعنی AB.

۷- دو بندرگاه در روی مدار عرضی ۲۷° و ۴۲° شمالی قرار دارد. تفاضل طول آن دو ۳۵° و ۱۳۷° است. کشتی‌های A و B با سرعت ۲۰ گره‌ایک بندر به بندر دیگر در حرکتند. کشتی A در امتداد مدار عرضی و کشتی B در مسیر دایره عظیمه که دو بندر را به هم متصل می‌کند رهسپارند. اگر این دو کشتی در یک زمان بندرگاه را ترک کنند تفاوت زمان ورودشان را محاسبه کنید.

۸- فرض کنید که زمین کره‌ای با شعاع ۳۷۸۶ کیلومتر است. فاصله دایره عظیمه بین لندن (عرض ۳۰° و ۵۱° شمالی - طول ۰°) و نیویورک (عرض ۴۵° و ۴۰° شمالی - طول ۷۴° غربی) را بر حسب کیلومتر حساب کنید. همچنین عرض شمالی‌ترین نقطه نزدیک کمان دایره عظیمه را به دست آورید.

۹- دو رصدخانه رادیویی سعی در ایجاد تماس رادیویی بین خودشان دارند. طول و عرض آنها به ترتیب  $۱۸/۴^\circ$  و  $۲^\circ$ ،  $۱۴/۲'$  و  $۵۳^\circ$  (جدرل بانک<sup>۱</sup> - انگلستان) و  $۵۰/۲'$  و  $۷۹^\circ$ ،  $۲۶/۳'$  و  $۳۸^\circ$  (گرین بانک<sup>۲</sup> - ویرجینیای غربی - آمریکا) است. آنتن رصدخانه اول چه جهتی را با شمال باید تشکیل دهد تا قادر به انتقال امواج به نحو مطلوبی باشد (جهت دایره عظیمه آن)؟

1-Jodrell Bank

2-Green Bank

## کره سماوی - دستگاههای مختصات

### ۲ - ۱ مقدمه

طی ۴۰۰۰ سال پیشرفت ستاره‌شناسی، به دلیل تنوع بسیار مسائلی که باید حل می‌شد، دستگاههای مختلف مختصات و شیت زمان به وجود آمد. این دستگاههای مختصات، دوایر عظیمه خاص مرجعی دارند که به کمک آنها می‌توان جهت هر جسم سماوی را در هر زمان خاص تعیین کرد. انتخاب بنیان هر دستگاه به مسأله مورد مطالعه نیز بستگی دارد. این انتخاب می‌تواند موضع ناظر در روی سطح زمین (دستگاه مکان مرکزی)، مرکز زمین (دستگاه زمین مرکزی)، مرکز خورشید (خورشید مرکزی) یا در مورد مسائل اعمار معین، مرکز یک سیاره (سیاره مرکزی) باشد. در واقع، در عصر جدید پرواز سفینه‌های فضایی سرنشین دار، این مرجع می‌تواند یک سفینه فضایی (بازهم دستگاه مکان مرکزی) یا مرکز ماه (دستگاه ماه مرکزی) باشد.

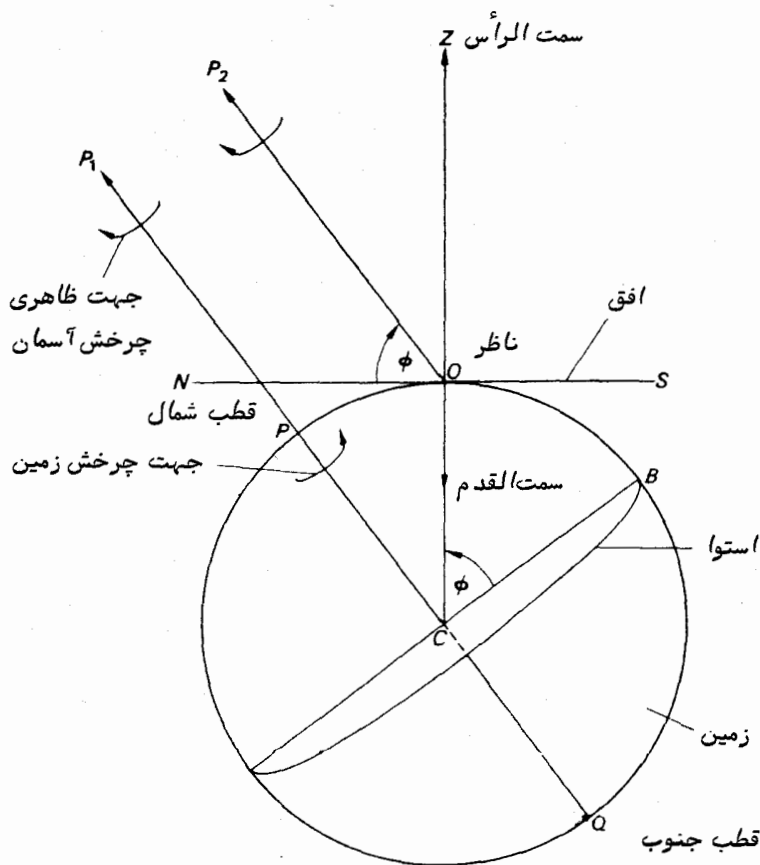
سیستم زمانی مورد استفاده ممکن است بر اساس حرکت خورشید، چرخش زمین یا زمان زیجی که وابسته به حرکت سیارات به دور خورشید یا گردش ماه به دور زمین است، باشد.

### ۲ - ۲ دستگاه افقی (سمت - ارتفاعی)

این دستگاه از ابتدایی‌ترین دستگاههای مختصات است و مستقیماً "به این موضوع ارتباط دارد که ناظر تصور می‌کرده که روی یک صفحه صاف و در مرکز نیمکره‌ای قرار دارد که اجسام سماوی به دور آن می‌چرخند.

در شکل ۱-۲ ناظری در نقطه  $O$  با عرض شمالی  $\phi$ ، قرار دارد. وی دقیقاً نقطه مقابل جهت یک نخ شاقول راست‌الرأس<sup>۱</sup>،  $Z$ ، خود به حساب می‌آورد. جهت نخ شاقول، سمت القدم<sup>۲</sup> نامیده می‌شود که اگر زمین را کروی فرض کنیم به مرکز زمین منتهی خواهد شد. این صفحه در تمام اطراف خود کشیده می‌شود تا قاعده نیمکره سماوی را در افق قطع کند.

به دلیل چرخش زمین به دور محور شمال - جنوب خود،  $PQ$ ، چنین به نظر می‌رسد که آسمان نسبت به نقطه  $P_1$  که محل تلاقی  $QP$  با کره سماوی است در جهتی عکس می‌چرخد. چون شعاع این کره نسبت به شعاع زمین نامحدود است، این نقطه از نقطه  $P_2$  قابل تمایز نیست گرچه  $OP_2$  با  $QP$  موازی می‌باشد. پس می‌گویند که  $P_2$  قطب شمال سماوی است و تمام ستارگان در دایری به اندازه‌های مختلف به دور  $P_2$  می‌چرخند. حتی ستاره قطبی با قطب یک درجه فاصله دارد که این فاصله از نظر ستاره‌شناسی مقدار فاصله زاویه‌ای بزرگی است، خصوصا " وقتی به یاد می‌آوریم که می‌توان چهار کره ماه کامل را مجاور یکدیگر درون مسیر حلقوی ستاره قطبی به دور قطب شمال سماوی قرار دهیم .  
(قطر زاویه‌ای ماه ۳۰' است) .



شکل ۷-۱ تعیین موارد مربوط به موضع ناظر در روی زمین

نقاط  $M$  و  $S$  نقاطی هستند که دایره عظیمه از سمت الرأس به قطب شمال سماوی، افق را قطع می‌کند و نقطه شمالی،  $M$ ، نسبت به نقطه  $S$  به قطب نزدیکتر است. چون  $OP_2$  موازی  $CP_1$  است، پس:

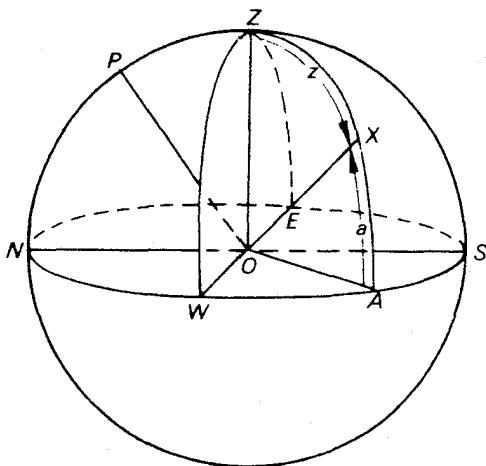
$$\angle ZOP_2 = \angle OCP_1 = 90 - \phi.$$

چون  $\angle ZOM$  یک زاویه قائمه است، پس  $\angle MOP_2 = \phi$  است یعنی:

ارتفاع قطب، عرض جغرافیایی ناظر است

در دستگاه مختصات افقی، ناظر در مبدا قرار می‌گیرد، به همین دلیل این دستگاه یک سیستم کاملاً "محلی یا مکان مرکزی است.

کره سماوی ناظر در شکل ۲-۷ نشان داده شده که در آن  $Z$  سمت الرأس،  $O$  ناظر،  $P$  قطب شمال سماوی و  $OX$  جهت لحظه‌ای یک جسم سماوی است. دایره عظیمه‌ای که از  $Z$  و  $\bar{P}$  می‌گذرد افق  $NESAW$  را در نقاط شمال ( $N$ ) و جنوب ( $S$ ) قطع می‌کند. دایره عظیمه دیگر،  $WZE$  که با دایره عظیمه  $NPZS$  زاویه قائمه می‌سازد افق را در نقاط غرب ( $W$ ) و شرق ( $E$ ) قطع می‌کند. کمانهای  $ZA$ ،  $ZW$ ،  $ZN$  و غیره را عمود می‌نامند. نقاط  $S$ ،  $E$ ،  $N$  و  $W$  جهات اصلی هستند. باید توجه داشت که سمت چپ ناظری که رو به شمال ایستاده، همواره غروب است. عمودهای سمت شرق و غرب را عمودهای مبدا می‌نامند. مثلاً  $ZE$  عمود شرقی مبدا و  $ZW$  عمود غربی مبدا هستند.



شکل ۲-۷ کره سماوی ناظر



دو عددی که موضع  $X$  را در این دستگاه تعیین می‌کند زاویه سمت  $A$ ، و ارتفاع  $a$ ، نامیده می‌شود. زاویه سمت را به طرق مختلفی تعیین می‌کنند و باید در درک این موضوع دقت شود که چه آیین قراردادی در استفاده از این دستگاه اتخاذ شده است.

برای مثال، زاویه سمت را می‌توان زاویه بین عمودی که از نقطه جنوب و عمودی که از جسم  $X$  می‌گذرد به حساب آورد که در امتداد افق و در جهت شرق از صفر درجه تا  $360$  درجه، تقسیم بندی شده یا زاویه بین عمود نقطه شمال و عمود جسم  $X$  دانست که در امتداد افق در جهت‌های شرق یا غرب از صفر تا  $180$  درجه، تقسیم بندی شده است، تعریف سوم که استفاده آن رایجتر است اندازه گیری زاویه سمت از نقطه شمال در جهت شرق و از صفر تا  $360$  درجه است. این تعریف را در همین کتاب به کار می‌بریم و در واقع به تعریف جهت حقیقی شبیه است. برای ناظری که در نیمکره جنوبی قرار دارد، زاویه سمت نسبت به نقطه جنوب در جهت شرق و از صفر تا  $360$  درجه سنجیده می‌شود.

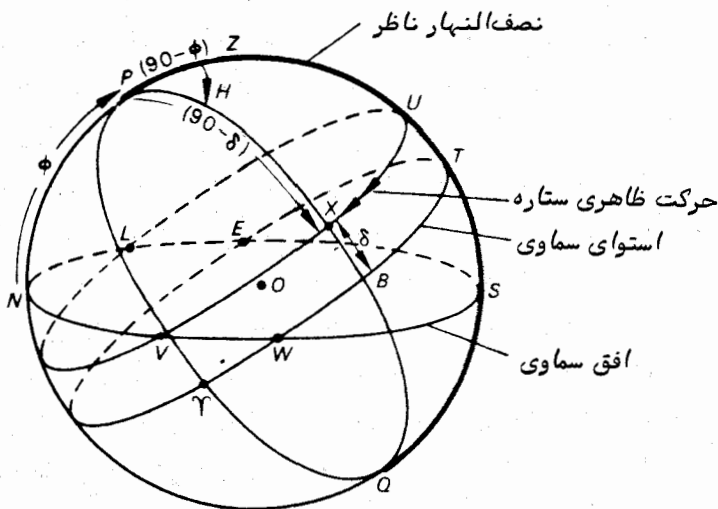
ارتفاع  $X$  یعنی  $a$ ، زاویه‌ای است بین نقطه  $R$  واقع بر افق و نقطه  $X$  که در امتداد دایره قائمی که از  $X$  می‌گذرد سنجیده می‌شود. این زاویه را بر حسب درجه می‌سنجند. مختصه دیگری که به ارتفاع مربوط می‌شود فاصله سمت الرأسی  $X$  یعنی  $z$  است که بطور روشن در شکل  $2-7$  با  $ZX$  نشان داده شده است و برابر است با:

$$a = 90 - z.$$

عیب اصلی دستگاه مختصات افقی این است که این مختصات تماماً "به مکان وابسته است". دو ناظر در نقاط مختلف سطح زمین ارتفاع و زاویه سمتهای متفاوتی را در یک لحظه برای یک ستاره به دست می‌آورند. علاوه بر این با چرخش کره سماوی، آن ناظر درمی‌یابد که مختصات آن ستاره با زمان تغییر می‌کند. با وجود این، امروزه نیز مشاهدات بسیاری بر اساس این دستگاه مختصات که غالباً "سمت-ارتفاعی نامیده می‌شود صورت می‌گیرد که همگی آنها را که با استفاده از دستگاه کینه‌تئودولیت<sup>۳</sup> انجام می‌شوند تا آنها را که با رادیوتلسکوپ  $250$  پای (۷۶ متری) مستقر در جدرل بانک انگلستان صورت می‌گیرند شامل می‌شود. در رادیوتلسکوپ مستقر در جدرل بانک کامپیوتر مخصوصی کار تبدیل مختصات افقی را به مختصات استوایی و برعکس انجام می‌دهد. اقدامات مشابه ولی پیشرفته‌تری نیز در مورد بزرگترین تلسکوپ نوری که  $6$  متر (۲۳۶ اینچ) است و در کوههای قفقاز شوروی مستقر است به انجام رسیده است.

### ۷-۳ دستگاه مختصات استوایی

اگر صفحه استوای زمین را امتداد بدهیم کره سماوی را به شکل یک دایره عظیمه که استوای سماوی نامیده می شود قطع خواهد کرد. این دایره، دایره افق را در نقاط  $W$  و  $E$  قطع می کند. (شکل ۷-۳ را ملاحظه کنید). نشان دادن این که  $W$  و  $E$  نقاط غرب و شرق هستند کار آسانی است. نقاط  $P$  و  $Z$  به ترتیب قطبین استوای سماوی و افق سماوی هستند ولی  $W$  بر روی هر دو دایره عظیمه آنها واقع است به طوری که  $W$  از نقاط  $P$  و  $Z$   $90^\circ$  درجه فاصله دارد. پس  $W$  یک قطب از دایره عظیمه  $ZPN$  است و باید از تمام نقاط روی آن، مخصوصاً از نقاط  $N$  و  $S$   $90^\circ$  درجه فاصله داشته باشد. بنابراین،  $W$  نقطه غرب است. با روشی مشابه ثابت می شود که  $E$  نیز نقطه شرق است.



شکل ۷-۳ دستگاه مختصات استوایی

هر نیمدایره عظیمه ای را که از  $P$  و  $Q$  عبور کند یک نصف النهار می نامند. نصف النهاری که از جسم سماوی  $X$  می گذرد، نیمدایره عظیمه  $PXBQ$  است که استوای سماوی را در نقطه  $B$  قطع می کند. (شکل ۷-۳ را بنگرید).

بطور کلی نصف النهار  $SPZTSQ$  که بخاطر اهمیتش آن را با خط ضخیم مشخص کرده ایم نصف النهار ناظر نام دارد.

ناظری که به آسمان می نگرد درمی یابد که تمام اجسام طبیعی آسمان از شرق طلوع می کنند،

ارتفاعشان زیاد می‌شود تا از نصف‌النهار ناظر عبور می‌کنند<sup>۱</sup> و سپس بتدریج ارتفاعشان کاسته می‌شود و در غرب غروب می‌کنند. در حقیقت یک ستاره دایره‌ه<sup>۲</sup> صغیره‌ای را به موازات استوای سماوی در جهت فلش طی می‌کند. چنین دایره‌ای (دایره<sup>۳</sup>  $UXV$  در شکل مذکور) را به نام مدار میل<sup>۴</sup> می‌خوانند و بدین طریق یکی از دو مختصه<sup>۵</sup> موجود در دستگاه استوایی برای ما مشخص می‌شود.

میل یک ستاره،  $\delta$ ، فاصله<sup>۶</sup> زاویه‌ای آن ستاره از استوا در امتداد نصف‌النهار است که از آن ستاره می‌گذرد و بر حسب درجه بیان می‌شود. این فاصله را در جهات شمال یا جنوب استوا و از صفر تا ۹۰ درجه می‌سنجند. در حالتی که این زاویه در شمال استوا قرار می‌گیرد مثبت فرض می‌شود. بنابراین میل یک جسم سماوی با عرض یک محل در روی سطح زمین متشابه است و در واقع عرض هر نقطه در روی سطح زمین هنگامی که یک ستاره در سمت الرأس آنجا واقع می‌شود با میل آن ستاره برابر است.

غالباً "کمیتی به نام فاصله<sup>۷</sup> قطب شمال جسم (مثلاً" جسم  $X$  در شکل ۷-۳) به کار برده می‌شود که کمان  $PX$  است. مقدار آن به نحو آشکار چنین به دست می‌آید:

میل - ۹۰ = فاصله<sup>۸</sup> قطب شمال

باید توجه داشت که فاصله<sup>۹</sup> قطب شمال می‌تواند از ۹۰ درجه بیشتر شود.

بنابراین، ستاره در نقطه<sup>۱۰</sup>  $U$  از نصف‌النهار عبور می‌کند، در ۷ غروب می‌کند، از نقطه<sup>۱۱</sup>  $L$  طلوع می‌کند و دوباره پس از یک گردش زمین در  $U$  از نصف‌النهار عبور می‌کند. دومین مختصه<sup>۱۲</sup> با این جریان شناخته می‌شود. زاویه<sup>۱۳</sup>  $ZPX$  زاویه<sup>۱۴</sup> ساعتی<sup>۱۵</sup> ستاره<sup>۱۶</sup>  $H$ ، نام دارد و از نصف‌النهار ناظر تا نصف‌النهاری که از ستاره می‌گذرد در جهت غرب و از ساعت صفر تا ۲۴ یا از صفر تا ۳۶۰ درجه اندازه گیری می‌شود (برای ناظران نیمکره<sup>۱۷</sup> جنوبی و شمالی جهت یکسان است). در نتیجه، زاویه<sup>۱۸</sup> ساعتی هر ستاره در هر روز نجومی مقدار ۲۴ ساعت افزایش می‌یابد (قسمت ۸-۲ را ملاحظه کنید).

## ۷ - ۴ کرات سماوی نیمکره<sup>۱۹</sup> جنوبی

برای روشن کردن مطالب قسمت پیشین، کره<sup>۲۰</sup> سماوی را برای ناظری در نیمکره<sup>۲۱</sup> جنوبی تصور می‌کنیم. فرض کنید که عرض جغرافیایی او  $\phi$  جنوبی است. پس قطب سماوی که بالای افق وی قرار می‌گیرد، قطب جنوب سماوی،  $O$ ، است. سپس چنین ادامه می‌دهیم:

۱- یک کره ترسیم کنید .

۲- سمت الرأس،  $Z$  ، را تعیین کنید و دایره عظیمه افق NWSE را طوری رسم کنید که  $Z$  یکی از قطبین آن باشد .

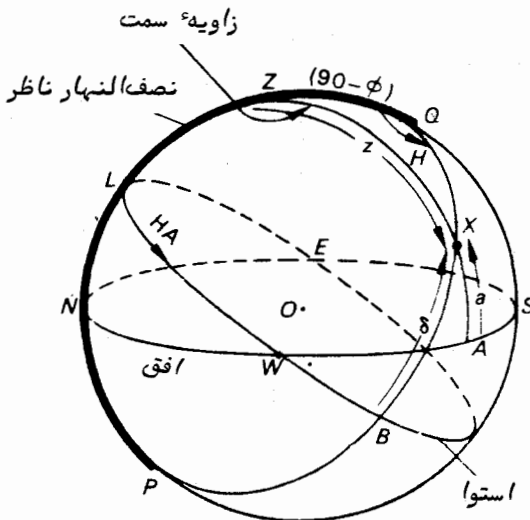
۳- در شکل (۷-۴) ما  $W$  را در جلو نمودار قرار داده ایم . با توجه به این که هرگاه روی ما به شمال باشد ، سمت چپ ما مغرب است محل نقاط  $N$  ،  $S$  و  $E$  را پیدا کنید .

۴- قطب جنوب سماوی ،  $Q$  ، را بین نقطه جنوب ،  $S$  ، و سمت الرأس ،  $Z$  ، طوری تعیین کنید که ارتفاع  $SQ$  از قطب همان عرض ،  $\phi$  ، ناظر باشد . حال می توانیم قطب شمال سماوی ،  $P$  را در مقابل آن تعیین کنیم .

۵- استوای سماوی را در شکل ترسیم کنید . به خاطر داشته باشید که نقاط  $P$  و  $Q$  قطبین آن هستند .

۶- نصف النهار ناظر یعنی  $QZNP$  را ترسیم کنید ، بدین گونه که از قطب موجود در آسمان آغاز می شود و پس از عبور از سمت الرأس و افق به قطب دیگر زیر زمین خاتمه می یابد .

۷- علامت فلشی در روی خط استوا بگذارید و آن را  $HA$  مشخص کنید تا نشان دهد که زاویه ساعتی در جهت غرب نصف النهار ناظر سنجیده می شود . فرض کنید موضع یک ستاره  $X$  برای ما جالب توجه است .



شکل ۷-۴ کره سماوی نیمکره جنوبی

۸- عمود  $ZXA$  و نصف النهار  $QXBP$  را از آن عبور دهید. بنابراین:

زاویه سمت ستاره  $X =$  کمان  $A=SEA$  درجه شرقی از نقطه  $S$

ارتفاع ستاره  $X =$  کمان  $AX = a$  درجه

فاصله سمت الرأسی  $X =$  کمان  $ZX = 90 - a$

میل  $X =$  کمان  $BX = \delta$  درجه از نقطه  $S$

زاویه ساعتی  $X =$  کمان  $LB = H$  ساعت

فاصله قطب جنوب  $X =$  کمان  $QX = 90 - \delta$

تذکار: ۱- برای جلوگیری از ابهام در مورد زاویه سمت نوشته‌ایم شرق از نقطه  $S$

۲- برای رفع ابهام احتمالی در مورد میل نوشته‌ایم  $S$

## ۷- ۵ ستارگان حول قطبی

کره سماوی را برای یک ناظر در عرض  $\phi$  شمالی در نظر بگیرید (شکل ۷-۵). مدارهای میل چندین ستاره را با علامت فلش ترسیم کرده‌ایم تا نشان دهیم که با گذشت زمان همچنان که کره سماوی می‌چرخد زاویه ساعتی آنها نیز پیوسته افزایش می‌یابد.

ستارگان را به سه دسته می‌توان تقسیم کرد:

الف - ستارگانی که به ازای تمام مقادیر زاویه ساعتی‌شان در بالای افق می‌مانند.

ب - ستارگانی که به ازای تمام مقادیر زاویه ساعتی‌شان در زیر افق می‌مانند.

ج - ستارگانی که طلوع و غروب آنها را می‌بینیم.

ستارگان دسته (الف) ستارگان حول قطبی هستند. ستارگان  $X_1$  و  $X_2$  نمونه‌هایی از این ستارگان هستند که در شکل ۷-۵ آمده‌اند. ستاره  $X_1$  در نقطه  $A$ ، شمال سمت الرأس، از نصف النهار عبور می‌کند در حالی که عبور ستاره  $X_2$  در جنوب سمت الرأس است. این گونه عبورها را عبور بالا<sup>۱</sup> می‌نامند. البته این دو ستاره از زیر قطب نیز می‌گذرند که آن را عبور زیر قطبی یا عبور پایین<sup>۲</sup> می‌گویند.

حال مدار میل ستاره  $X_2$  است، در صورتی که ستاره حول قطبی است پس باید داشته باشیم:

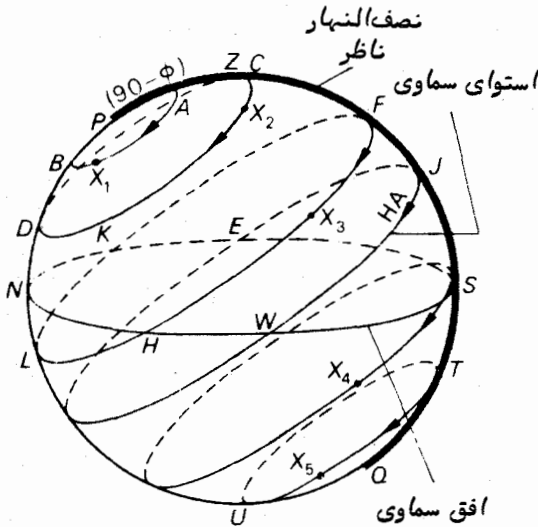
$$PD < PN,$$

$$90 - \delta < \phi.$$

یعنی:

1—Upper transit

2—Lower transit



شکل ۷-۵ ستارگان حول قطبی

برای این که عبور بالا از جنوب سمت الرأس باشد، باید چنین داشته باشیم:

$$PC > PZ$$

$$90 - \delta > 90 - \phi$$

$$\phi > \delta.$$

یعنی:

یا:

ستارگان دسته (ب) هیچگاه به چشم ناظر نمی آیند. ستاره شناسان باستانی که ارائه کننده صور فلکی بودند از وجود چنین ستارگانی اطلاع نداشتند و همین موضوع توجیه کننده آن است که چرا منطقه "نسبتاً مدوری از کره سماوی که در مجاورت قطب جنوب سماوی است در صور فلکی قدیم ارائه نشده است.

در شکل مذکور، ستاره  $X_4$  با میل  $\delta$  جنوبی حد این حالت می باشد. در این جا:

$$JS = 90 - \phi;$$

$$SQ = 90 - \delta.$$

$$JQ = 90^\circ.$$

همچنین:

$$180 - \phi - \delta = 90,$$

پس داریم:

یا:

$$\phi + \delta = 90.$$

(۱-۷)

پس اگر قرار است یک ستاره زیر افق باقی بماند، حد میل آن  $\phi - 90 = \delta$  خواهد بود.  
 اگر  $\phi - 90 < \delta$  باشد ستاره مذکور به بالای افق خواهد آمد. چنانچه به ازای میل ستارگان  
 کناره منطقه نسبتاً مدوری که در صورت فلکی قدیم نشان داده نشده‌اند در معادله (۷-۱) مقدار  
 قرار دهیم، در می‌یابیم که تهیه‌کنندگان صورت فلکی در مکانی با عرض ۳۴ تا ۳۶ درجه شمالی  
 می‌زیسته‌اند.

اکثر ستارگان در دسته (ج) قرار می‌گیرند یعنی طلوع و بعد عبور و سپس غروب می‌کنند.  
 برای نمونه، ستاره  $X_3$  در امتداد مدار میلش (دایره صغیره FHLK) حرکت می‌کند، در  $H$   
 غروب و در  $K$  طلوع می‌کند و در نقطه  $F$  از نصف‌النهار عبور می‌کند.

## ۷-۶ اندازه‌گیری عرض و میل

فرض کنید ناظری در محلی با عرض  $\phi$  شمالی ستاره شمالی را که دارای میل  $\delta$   
 است مشاهده می‌کند، مثلاً ستاره  $X_2$  در شکل ۷-۵. وی با استفاده از دایره نصف‌النهاری<sup>۱</sup>  
 یا تلسکوپ نصف‌النهاری (قسمت ۱۷-۲) فواصل سمت الرأسی  $ZC$  و  $ZD$  ستاره را در حین عبور  
 بالا یا پایین می‌سنجد. اکنون داریم:

$$PC = PZ + ZC,$$

$$90 - \delta = 90 - \phi + ZC. \quad \text{یعنی:}$$

پس:

$$\phi - \delta = ZC. \quad (2-7)$$

$$PD = ZD - ZP \quad \text{همچنین داریم:}$$

$$90 - \delta = ZD - 90 + \phi, \quad \text{یا:}$$

$$(3-7)$$

$$\phi + \delta = 180 - ZD.$$

در معادلات (۲-۷) و (۳-۷) دو معادله با دو مجهول وجود دارد، پس اصولاً "می-  
 توانیم برای به دست آوردن مقادیر  $\phi$  و  $\delta$  آنها را عمل کنیم.

عملاً، ستارگان حول قطبی زیادی مشاهده می‌شوند. هر ستاره یک جفت معادله ارائه  
 می‌کند که در آنها فقط یک عامل مجهول یعنی میل آن ستاره اضافه است. بنابراین با شش

ستاره دوازده معادله مطرح می‌شود که باید عوامل مجهول آنها را یعنی یک عرض و شش میل مربوطه، حل کرد. این کار با روشی همچون روش کوچکترین مربعات صورت می‌گیرد.

مثال ۱-۲ در محلی با عرض ۴۸ درجه شمالی ستاره‌ای با میل ۶۰ درجه شمالی رصد شده است. فاصله سمت الرأسی آن در لحظه عبور بالا و پایین چقدر است؟

در شکل ۶-۲ داریم:

$$PZ = 90 - \phi = 42^\circ$$

$$PD = 90 - \delta = 30^\circ$$

بنابراین:

$$DZ = 42^\circ - 30^\circ = 12^\circ$$

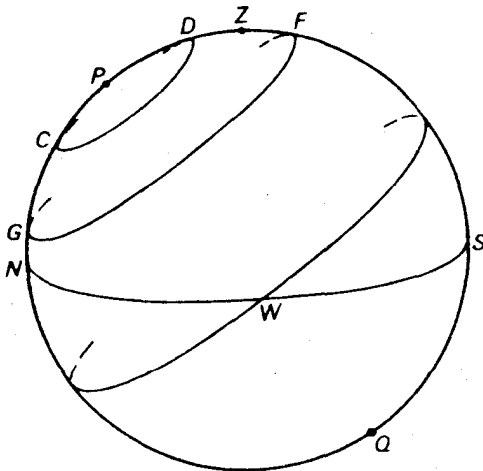
پس فاصله سمت الرأسی هنگام عبور بالا ۱۲ درجه و در شمال سمت الرأس است.

$$ZC = ZP + PC = 90 - \phi + 90 - \delta$$

$$= 180 - 48 - 60$$

$$= 72^\circ$$

فاصله سمت الرأسی در عبور پایین ۷۲ درجه است.



شکل ۶-۲ مربوط به مثالهای (۱-۲) و (۲-۲) - فواصل سمت الرأسی در عبورهای بالا و پایین



مثال ۷-۲ فواصل زاویه‌ای یک ستاره در عبور بالا (جنوب سمت‌الرأس) و عبور پایین به ترتیب ۲۴ درجه و ۷۴ درجه است. عرض ناظر و میل ستاره را محاسبه کنید.

فرض کنید که عرض و میل به ترتیب  $\phi$  و  $\delta$  برحسب درجه هستند. پس خواهیم داشت:

$$PF = PZ + ZF,$$

$$90 - \delta = 90 - \phi + ZF \quad \text{یعنی:}$$

$$\phi - \delta = 24^\circ. \quad \text{یا:}$$

(۷-۴)

$$PG = ZG - PZ, \quad \text{همچنین:}$$

$$90 - \delta = ZG - 90 + \phi, \quad \text{که برابر است با:}$$

یا:

$$\phi + \delta = 180 - 74^\circ = 106^\circ \quad \text{(۷-۵)}$$

با افزودن معادله (۷-۴) به معادله (۷-۵) چنین به دست می‌آید:

$$2\phi = 130^\circ \quad \text{یا} \quad \phi = 65^\circ \quad \text{شمالی}$$

حال با قرار دادن  $65^\circ$  در جای  $\phi$  در معادله (۷-۴) مقدار  $\delta = 41^\circ$  شمالی به دست می‌آید.

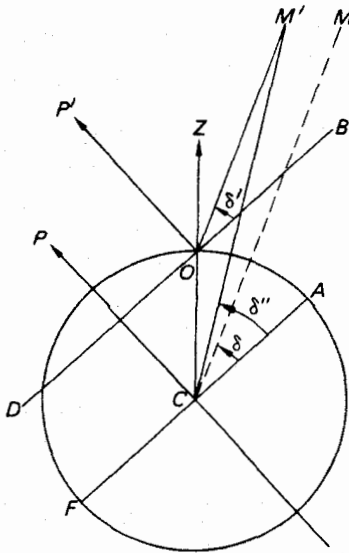
## ۷-۲ کره سماوی زمین مرکزی

تا حال چنین فرض کرده‌ایم که ناظر در مرکز کره سماوی قرار دارد. در مورد اندازه‌گیری‌هایی که بر مبنای مختصات دستگاه سمت-ارتفاعی صورت گرفته دیدیم که چون ارتفاع و زاویه سمت با عرض و طول ناظر بستگی دارد، پس به تعداد ناظران موجود در یک زمان خاص، مختصات زیادی برای موضع یک ستاره می‌تواند ارائه شود، گرچه اندازه زمین نسبت به فواصل ستارگان بسیار اندک است.

حتی در دستگاه مختصات استوایی، تعدد مواضع مشاهده بر روی سطح زمین مشکلاتی را بر می‌انگیزد. برای مثال، میل یک ستاره را در نظر بگیرید.

جهت قطب شمال سماوی،  $OP$ ، برای ناظر مستقر در  $O$  با جهت  $CP$  که قطب شمال سماوی را از مرکز زمین مشاهده می‌کنیم، موازی است (شکل ۷-۷ را ملاحظه کنید). صفحه استوای سماوی

DOB نیز بطور مشابه با استوای سماوی که از امتداد صفحه استوای زمین، FCA، و در نتیجه قطع کره سماوی به دست آمده، موازی است. همچنین جهت یک ستاره که از نقطه O مشاهده شده با جهتی که همان ستاره از نقطه C رصد گردیده موازی است. بنابراین OM' با CM موازی است، در حالی که OM جهت مشاهده یک ستاره ویژه است. تا اینجا هیچ مشکلی مطرح نشده است و میل ستاره،  $\delta'$ ، که در نقطه O سنجیده شده زاویه  $\angle BOM'$  است که با میل زمین مرکزی  $\delta$ ، یا  $\angle ACM$  برابر است.



شکل ۷-۷ کره سماوی زمین مرکزی که با جابجا کردن مرکز یک کره سماوی از محل ناظر به مرکز زمین پدیده اختلاف منظر را ارائه می‌کند.

با وجود این، مشکل هنگامی پیش می‌آید که چندین جسم سماوی وجود داشته باشد. این اجسام در درون منظومه شمسی قرار دارند. خورشید، سیارات و اقمار آنها، ستارگان دنباله‌دار و شهابها و البته، اقمار مصنوعی و سفاین فضایی از آن جمله‌اند. فاصله هیچ یک از اینها را نامحدود نمی‌دانیم. بنابراین تغییر موضع ناظر از نقطه O به C باعث تغییر ظاهری در مواضع این اجسام در روی کره سماوی می‌شود. چنین تغییری را (که در واقع از تغییر موضع ناظر ناشی می‌شود) انتقال اختلاف منظری<sup>۱</sup> می‌نامند. آنچه واضح است این که هرچه جسم به زمین نزدیکتر

باشد، این انتقال زاویه‌ای ظاهری بیشتر خواهد بود. خصوصا"، اگر  $M'$  چنین جسمی باشد میل آن  $\delta$  یا زاویه  $BOM'$  دیگر با میل زمین مرکزی آن،  $\delta$ ، یا زاویه  $ACM'$  برابر نیست. بعلاوه می‌توان ذکر کرد که  $\angle OM'C$  زاویه اختلاف منظر نامیده می‌شود.

در سالنامه‌هایی مثل \**The Astronomical Almanac* اطلاعاتی درباره مواضع اجسام سماوی از جمله سیارات برای تمام روزهای سال ارائه شده‌اند. تهیه فهرستی از زوایای میل یک سیاره در یک زمان ویژه برای تمام ناظران موجود کاری غیر ممکن است. از این رو، چنین اطلاعاتی را برای یک ناظر فرضی که در مرکز زمین واقع شده، فهرست بندی می‌کنند. مراحل مختلفی از تصحیح وجود دارد که هر ناظر می‌تواند از طریق آنها این اطلاعات فهرست بندی شده زمین مرکزی را به اطلاعات محل یا مکان مرکزی تبدیل کند.

از این به بعد هرگونه کره سماوی را به عنوان کره سماوی زمین مرکزی معیار فرض خواهیم کرد مگر در مواردی که غیر از این ذکر شود. بنابراین در شکل ۷-۸ کره سماوی زمین مرکزی برای ناظری که در عرض  $\phi$  شمالی قرار دارد، کشیده‌ایم. با ترسیم خطی مستقیم از مرکز زمین به محل ناظر در روی سطح زمین و قطع کره سماوی در نقطه  $Z$  سمت الرأس را تعیین می‌کنیم. افق سماوی  $NWSE$  دایره عظیمه‌ای است که  $Z$  یکی از قطبین آن است. در حالی که استوای سماوی محل برخورد کره سماوی با صفحه‌ای است که با استوای زمین محدود گشته است. نصف النهار ناظر نیمدایره عظیمه  $PZSQ$  است.

بنابراین، در مورد ستاره  $X$  داریم:

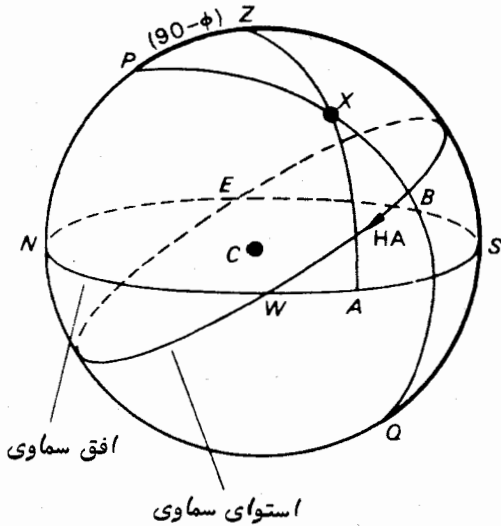
زاویه سمت آن کمان  $NESA$  ارتفاع آن کمان  $AX$ ، فاصله سمت الرأسی آن کمان  $ZX$ ، زاویه ساعتی آن  $\angle ZPX$  میل آن ستاره کمان  $BX$  و فاصله قطب شمال از آن کمان  $PX$  است.

## ۷-۸ تبدیل يك دستگاه مختصات به دستگاه مختصات دیگر

مسأله متداول در نجوم کروی این است که با دارا بودن مختصات یک ستاره در یک دستگاه مختصات آنها را بر حسب دستگاهی دیگر به دست آوریم. معمولا "عرض جغرافیایی ناظر معلوم است.

برای نمونه، می‌خواهیم زاویه ساعتی،  $H$ ، و میل،  $\delta$ ، یک جسم را در حالی که زاویه سمت (در جهت شرق شمال) و ارتفاع آن  $A$  و  $a$  هستند محاسبه کنیم. فرض کنید که ناظر در عرض  $\phi$  شمالی واقع است.

\* - قبلا "تقویمهای نجومی نیز در ایالات متحده با همین عنوان منتشر می‌شدند و بسیاری از این سالنامه‌ها در سایر کشورهای جهان موجود است.



شکل ۷-۸ کره سماوی زمین مرکزی و موضع یک ستاره

کره سماوی مورد نظر در شکل ۷-۹ نشان داده شده که در آن،  $X$ ، موضع جسم فوق است. می‌بینیم که در مثلث کروی  $PZX$  لازم است کمان  $PX$  و زاویه  $ZPX$  را به دست آوریم. ابتدا کمان  $PX$  را با استفاده از فرمول کسینوس محاسبه می‌کنیم زیرا مقادیر دو ضلع  $PZ$  و  $ZX$  زاویه بین آن دو یعنی  $PZX$  را می‌دانیم. پس چنین می‌نویسیم:

$$\cos PX = \cos PZ \cos ZX + \sin PZ \sin ZX \cos PZX,$$

$$\sin \delta = \sin \phi \sin a + \cos \phi \cos a \cos A. \quad \text{یا:}$$

از این معادله مقدار  $\delta$  را می‌توان حساب کرد.

با استفاده مجدد از فرمول کسینوس چنین می‌نویسیم:

$$\cos ZX = \cos PZ \cos PX + \sin PZ \sin PX \cos ZPX,$$

$$\sin a = \sin \phi \sin \delta + \cos \phi \cos \delta \cos H. \quad \text{یا:}$$

با جایجایی اجزای فرمول مقدار کسینوس  $H$  به دست می‌آید:

$$\cos H = \frac{\sin a - \sin \phi \sin \delta}{\cos \phi \cos \delta},$$

چون مقدار  $\delta$  معلوم است، از این فرمول  $H$  را به دست می‌آوریم. راه دیگر استفاده از فرمول چهار جزئی است که  $\angle ZPX$  و  $\angle PZX$ ،  $\angle PZX$ ،  $ZX$  و  $\angle ZPX$  چهار جزء آنند.

بدین طریق خواهیم داشت:

$$\cos PZ \cos PZX = \sin PZ \cot ZX - \sin PZX \cot ZPX,$$

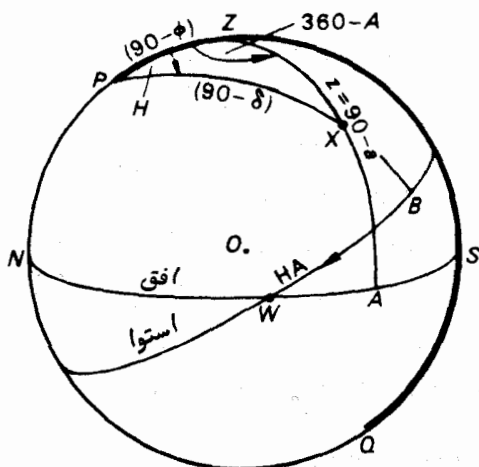
یا:

$$\sin \phi \cos A = \cos \phi \tan a + \sin A \cot H,$$

و از آنجا خواهیم داشت:

$$\tan H = \frac{\sin A}{\sin \phi \cos A - \cos \phi \tan a}.$$

این مسأله را با یک مثال عددی به شکل معکوس نشان می‌دهیم.



شکل ۷-۹ تبدیل زاویه سمت و ارتفاع به زاویه ساعتی و میل

مثال ۳-۷ یک ستاره با میل ۴۲ درجه و ۲۱ دقیقه شمالی هنگامی که زاویه ساعتی آن ساعت ۸ و ۱۶ دقیقه و ۴۲ ثانیه بود رؤیت می‌شود. چنانچه عرض جغرافیایی ناظر ۶۰ درجه شمالی باشد، زاویه سمت و ارتفاع آن را در زمان مشاهده، محاسبه کنید. غالباً "رسم دقیق یک کره سماوی از شکل مسأله کمک زیادی می‌کند. این کار در بررسی نظری استنتاج ربعهایی که یک زاویه در آن قرار می‌گیرد مفید است. چون  $\delta = 90 - PX = 47^\circ$  است می‌بینیم که مقدار آن  $39^\circ$  و  $47^\circ$  است.

با استفاده از جدول ۶-۱ مقدار زاویه ساعتی  $۴۲^\circ$  و  $۱۶'$  و  $۸$  را به اندازه زاویه‌ای تبدیل می‌کنیم.

ثانیه دقیقه ساعت ثانیه دقیقه ساعت

$$۸ + ۱۶ + ۴۲ = ۸ + ۱۶ + ۴۲$$

$$= (۸ \times ۱۵^\circ) + \left(\frac{۱۶}{۴}\right)^\circ + \left(\frac{۴۰}{۴}\right)' + (۲ \times ۱۵)''$$

$$= ۱۲۰^\circ + ۴^\circ + ۱۰' + ۳''$$

$$= ۱۲۴^\circ \text{ و } ۱۰/۵'$$

پس  $۱۰/۵'$  و  $H = \angle ZPX = ۱۲۴^\circ$  است و محل ستاره در شکل ۷-۱ مشخص می‌شود.

$$PZ = ۹۰^\circ - \phi = ۹۰^\circ - ۶۰^\circ = ۳۰^\circ$$

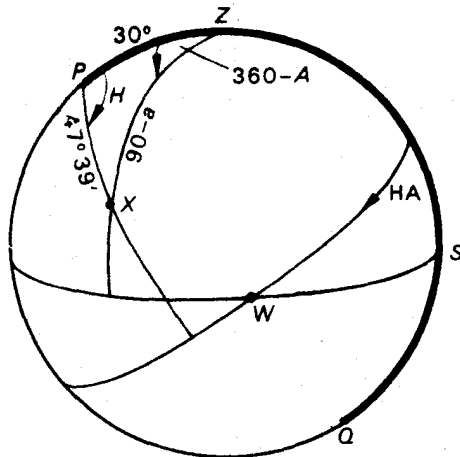
در مورد مثلث  $\triangle PZX$  از فرمول کسینوس استفاده می‌کنیم و چنین می‌نویسیم:

$$\cos ZX = \cos ۳۰^\circ \cos ۴۷^\circ ۳۹' + \sin ۳۰^\circ \sin ۴۷^\circ ۳۹' \cos ۱۲۴^\circ ۱۰/۵'$$

یا:

$$\sin a = \cos ۳۰^\circ \cos ۴۷^\circ ۳۹' - \sin ۳۰^\circ \sin ۴۷^\circ ۳۹' \cos ۵۵^\circ ۳۹/۵'$$

سپس طبق مراحل زیر به محاسبه ادامه می‌دهیم:



شکل ۷-۱ مربوط به مثال (۷-۳) تبدیل زاویه ساعتی و میل به زاویه سمت و ارتفاع.

	عدد	نتیجه محاسبه	لگاریتم
$\cos 30^\circ$	$0/8660x$		$\bar{1}/9375$
$\cos 47^\circ$ و $39'$	$0/6737$		$\bar{1}/8285$
	_____		_____
		$0/5834 -$	$\bar{1}/7660$
$\sin 30^\circ$	$0/5000x$		$\bar{1}/6990$
$\sin 47^\circ$ و $39'$	$0/7390$		$\bar{1}/8680$
$\cos 55^\circ$ و $39/5'$	$0/5641$		$\bar{1}/7513$
	_____		_____
		$0/2084$	$\bar{1}/3189$
$\sin a$		$0/3750$	

$$a = 22^\circ \text{ و } 02'$$

بنابراین:

با استفاده مجدد از فرمول کسینوس برای  $\triangle PZX$  داریم:

$$\cos 47^\circ 39' = \cos 30^\circ \cos (90 - a) + \sin 30^\circ \sin (90 - a) \cos (360 - A),$$

$$\cos 47^\circ 39' = \cos 30^\circ \sin 22^\circ 02' + \sin 30^\circ \cos 22^\circ 02' \cos A, \quad \text{یا به عبارت دیگر:}$$

$$\cos A = \frac{\cos 47^\circ 39' - \cos 30^\circ \sin 22^\circ 02'}{\sin 30^\circ \cos 22^\circ 02'} \quad \text{که می‌توان آن را به این صورت نوشت:}$$

$$\cos A = \frac{\cos 47^\circ 39' - \cos 30^\circ \sin 22^\circ 02'}{\sin 30^\circ \cos 22^\circ 02'}$$

حال این چنین ادامه می‌دهیم:

	عدد	نتیجه محاسبه	لگاریتم
$\cos 47^\circ$ و $39'$	_____	$0/6737 -$	_____
$30^\circ$	$0/8660x$		$\bar{1}/9375$
$22^\circ$ و $2'$	$0/3751$	$0/3248$	$\bar{1}/5742$
صورت کسر		_____	_____
		$0/3489 \frac{0}{0}$	$\bar{1}/5117$
$\sin 30^\circ$	$0/5000x$		$\bar{1}/6990$
$\cos 22^\circ$ و $2'$	$0/9270$		$\bar{1}/9671$
	_____		_____
مخرج کسر		$0/4635$	$\bar{1}/6661$

بنابراین  $۱۰'$  و  $۴۱^\circ = A$  یا  $۵۰'$  و  $۳۱۸^\circ = ۱۰'$  و  $۴۱^\circ - ۳۶۰$  است. با توجه به شکل ۷-۱۰ و اندازه زاویه ساعتی کاملاً معلوم می شود که مقدار صحیح  $۵۰'$  و  $۳۱۸^\circ$  شرق شمال است. امتحان محاسبات: با استفاده از فرمول سینوس چنین می نویسیم:

$$\frac{\sin H}{\sin(90^\circ - a)} = \frac{\sin(360 - A)}{\sin 47^\circ 39'}$$

یا به عبارت دیگر:

$$\sin H = \frac{-\cos a \sin A}{\sin 47^\circ 39'} = \frac{-\cos 22^\circ 02' \sin 41^\circ 10'}{\sin 47^\circ 39'}$$

پس داریم:

	عدد	لگاریتم
$\cos 22^\circ 02'$	$0/9270 \times$	$\bar{1}/9671$
$\sin 41^\circ 10'$	$0/6582$	$\bar{1}/8184$
$\sin 47^\circ 39'$	$0/6101 \frac{0}{0}$ $0/7390$	$\bar{1}/7855$ $1/8686$
$\sin H$	$0/8256$	$\bar{1}/9169$

چون سینوس  $H$  منفی است، پس  $۴۱^\circ$  و  $۵۵^\circ - ۱۸۰ = H$  و  $۹'$  و  $H = ۱۲۴^\circ$  می شود. اختلاف حدود ۱ دقیقه کمانی مجاز است زیرا از جدولهای لگاریتمی چهار رقمی استفاده کرده ایم.

## ۷ - ۹ زاویه بُعد

دیدیم که در دستگاه مختصات استوایی یکی از مختصات ستاره به نام میل با زمان، ثابت است. در حالی که مختصه دیگر، زاویه ساعتی، پیوسته با گذشت زمان تغییر می کند و به همین دلیل برای استفاده در کاتالوگ مواضع ستارگان مناسب نیست.

این مسأله باروشی مشابه حالتی که در آن علی رغم حرکت زمین به دور محورش، محلهایی را بر روی سطح زمین تعیین می کردیم حل می شود. عرض جغرافیایی نسبت به استوای زمین معین می شود، در صورتی که در نجوم کروی، زاویه میل بر حسب استوای سماوی سنجیده می شود و



در تعیین محل یک جسم سماوی همان وظیفه را ایفا می‌کند. طول جغرافیایی یک محل در روی سطح زمین نسبت به یک نصف‌النهار که از یک موضع خاص جغرافیایی یعنی تلسکوپ هوایی عبوری در گرینویچ انگلستان می‌گذرد و نصف‌النهاری که از مکان مورد نظر می‌گذرد سنجیده می‌شود.

از نصف‌النهار گرینویچ در تعیین موضع سماوی نمی‌توان استفاده کرد. به علت گردش زمین در داخل کره سماوی تصویر نصف‌النهار گرینویچ نیز این کره را دور می‌زند و از مواضع هر یک از ستارگان به نوبت عبور می‌کند. نصف‌النهار دیگری را باید برگزید تا بطور مستقیم به کره سماوی وابسته باشد.

اگر نقطه‌ای مثل  $\alpha$  را که نسبت به زمینه ستارگان ثابت است در روی استوای سماوی برگزینیم، فاصله زاویه‌ایش از محل برخورد نصف‌النهار یک ستاره تا استوا تغییری نمی‌کند، در حالی که زاویه ساعتی آن ستاره متغیر است. بطور کلی موضع تمام اجسام سماوی را می‌توان در روی کره سماوی با میل آنها و زوایای بین نصف‌النهار آنها و نصف‌النهاری که از  $\alpha$  می‌گذرد تعیین کرد. نقطه انتخابی اعتدال بهاری نام دارد که به نقطه اول حمل<sup>۱</sup> مربوط می‌شود. زاویه بین این نقطه و محل تلاقی نصف‌النهاری که از یک جسم سماوی می‌گذرد با استوا زاویه بعد آن جسم (RA) می‌نامند. زاویه بعد را از ساعت صفر تا ۲۴ یا از صفر تا ۳۶۰ درجه در امتداد استوا و از نقطه  $\alpha$  در جهت شرق می‌سنجند. جهت سنجش آن خلاف جهتی است که زاویه ساعتی را با آن می‌سنجند. این تعریف نیز همچون تعریف زاویه ساعتی برای ناظران دو نیمکره شمالی و جنوبی صادق است. در ترسیم یک کره سماوی توصیه می‌کنیم که نه تنها نصف‌النهار ناظر را با خط ضخیم بکشید و روی استوا علامت فلشی در جهت غرب رسم کنید و آن را با HA (زاویه ساعتی) مشخص کنید، بلکه فلش دیگری روی استوا و در جهت شرق بکشید و علامت RA (زاویه بعد) را در کنار آن بنویسید.

اکنون نشان می‌دهیم که انتخاب نقطه  $\alpha$  به عنوان یک نقطه مرجع دقیقاً "به سیر سالانه خورشید در میان زمینه ستارگان کره سماوی مربوط است.

## ۷-۱۰ حرکت زمین مرکزی خورشید

مشاهده کردیم ناظری که خورشید و ستارگان را به مدت یک سال مطالعه کرده است، درباره حرکت خورشید به نتایج قطعی رسیده است. به نظر می‌رسد که خورشید روزی یک بار به همراه زمینه ستارگان به دور زمین می‌چرخد ولی حرکت کندتری نیز نسبت به زمینه ستارگان دارد که یک مسیر سالانه از میان ستارگان - دایره البروج - طی می‌کند.

بطور دقیق ناظری را در یک عرض جغرافیایی شمالی در نظر بگیرید که هر روز فاصله سمت - الرأسی نصف‌النهار خورشید را هنگام ظهر ظاهری می‌سنجد (۱) و هنگام نیمشب ظاهری متوجه

صور فلکی ستارگانی می شود که بر نصف النهاروی واقعند (۲). وی این دسته از مشاهدات خود را به مدت یک سال انجام می دهد. باید توجه کرد که هنگام ظهر ظاهری<sup>۱</sup>، زاویه ساعتی خورشید صفر و هنگام نیمشب ظاهری<sup>۲</sup> مقدار آن ۱۲ ساعت است.

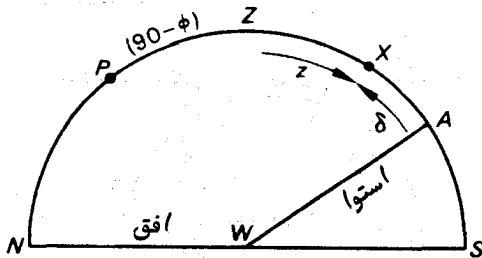
پس، با اندازه گیری فاصله سمت الرأس<sup>۳</sup> نیمروز، ناظر می تواند در سراسر طول سال از تغییرات میل خورشید اطلاع یابد. با این فرض که عرض جغرافیائی،  $\phi$ ، وی معلوم باشد و چنانچه  $X$  موضوع خورشید در یک روز معین در هنگام عبور باشد، او طبق فرمول زیر خواهد داشت:

$$PA = 90^\circ = 90 - \phi + z + \delta,$$

$$\delta = \phi - z,$$

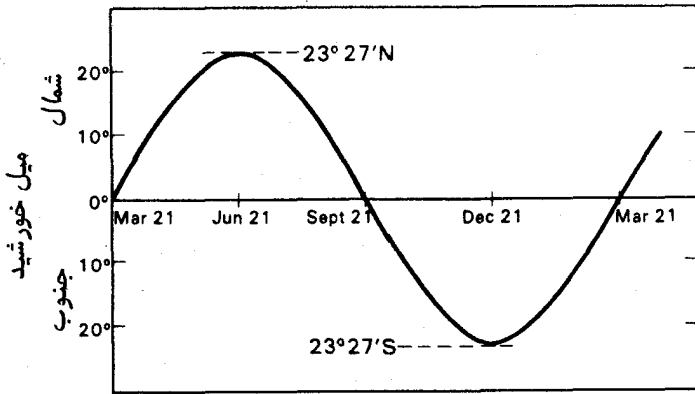
یا:

که در این فرمول  $\delta$  و  $z$  به ترتیب میل خورشید و فاصله سمت الرأسی آن است (شکل ۷-۱۱).



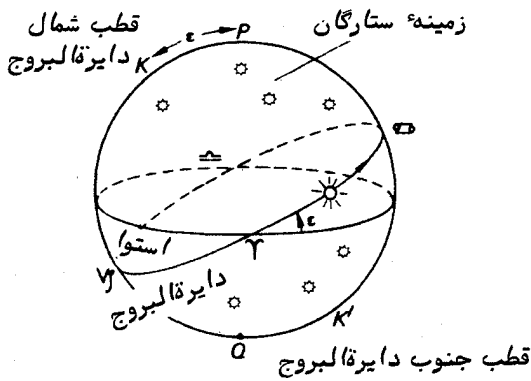
شکل ۷-۱۱ خورشید بر روی نصف النهار

نموداری را که در شکل ۷-۱۲ ملاحظه می کنید، نموداری از میل بر حسب تاریخ است. ثبت آن ستارگانی که پس از مدت یک سال هنگام نیمشب ظاهری در نصف النهار ناظر ظاهر می شوند مبین آن است که خورشید باید در این مدت نسبت به زمینه ستارگان یک دور کامل چرخیده باشد. این کار به همراه ثبت زاویه میل خورشید ما را قادر می سازد که مسیر



شکل ۷-۱۲ تغییرات میل خورشید در طول سال

سالانه خورشید را نسبت به زمینه ستارگان ترسیم کنیم. این مسیر که دایرة البروج نام دارد در شکل ۷-۱۳ نشان داده شده است.



شکل ۷-۱۳ مسیر خورشید در امتداد دایرة البروج

۲ نقطه اول حمل (بره)	۲۱ مارس	اعتدال بهاری ۱۱	خوردین
♋ سرطان (خرچنگ)	۲۱ ژوئن	انقلاب تابستانی ۲۱	خرداد
♌ میزان (ترازو)	۲۱ سپتامبر	اعتدال پاییزی ۳۰	مهر
♍ جدی (بزغاله)	۲۱ دسامبر	انقلاب زمستانی ۲۰	آذر

خورشید طی سفر سالانه خود از دوازده خانه منطقه البروج می‌گذرد. منطقه البروج شامل صور فلکی باستانی است که ستارگانی را که با دایره البروج بیش از چند درجه (۸ تا ۹ درجه) فاصله نداشتند در خود فرا می‌گیرد. این صور فلکی را به ترتیب با علامت و معانی آنها در زیر آورده‌ایم:

حمل	ثور	جوزا	سرطان	اسد	سنبله
♈	♉	♊	♋	♌	♍
بره	گاو	دوپیکر	خرچنگ	شیر	خوشه
میزان	عقرب	قوس	جدی	دلو	حوت
♎	♏	♐	♑	♒	♓
ترازو	کژدم	کمان	بزغاله	آبکش	ماهی

معنی منطقه البروج "دایره حیوانات" است و ناحیه‌ای از گره سماوی است که در آن خورشید، ماه و سیاراتی که برای قدم‌ها شناخته شده بود (مثل عطارد، زهره، مریخ، مشتری و زحل) قرار دارند.

به دلیل حرکت تقدیمی و در نتیجه انتخاب مرزهای بین صور فلکی توسط انجمن بین‌المللی ستاره شناسی (IAU) که طول هر یک دقیقاً ۳۰ درجه نیست، عبور خورشید از میان این صور فلکی با عبور آن از علائم منطقه البروج منطبق نمی‌باشد. بر اساس تشخیص محدوده‌های انجمن بین‌المللی ستاره شناسی مسیر گردش خورشید ۴۴ درجه از سنبله، تنها ۷ درجه از عقرب و ۱۸ درجه از حوا را فرامی‌گیرد. حوا صورت فلکی است که هیچ علامت منطقه البروجی ندارد. بنابراین می‌بینیم که خورشید برای مدت نیم سال در زیر صفحه استوای زمین و در نتیجه زیر استوای سماوی قرار می‌گیرد. زاویه میل آن در خلال این مدت جنوبی است که در حدود روز ۲۱ دسامبر (اوایل دی) به حداکثر مقدار جنوبی خود می‌رسد. حال زمان انقلاب زمستانی<sup>۲</sup> در نیمکره شمالی است (و برای مردمی که در نیمکره جنوبی زندگی می‌کنند انقلاب تابستانی است). انقلاب به معنی "بی‌حرکت ماندن خورشید" است و به توقف افزایش میل خورشید مربوط است. حدود ۲۱ مارس (اوایل فروردین) خورشید از استوا می‌گذرد و میل آن از جنوب به شمال تغییر می‌کند. این نقطه اعتدال بهاری است (در نواحی نیمکره جنوبی این نقطه اعتدال پاییزی<sup>۳</sup> است). در نجوم مفهوم واژه اعتدال "برابری طول زمانی شب و روز" است

1- Ophuchus

2- Winter Solstice

3- Autumnal Equinox

زیرا هر یک از دو اعتدال بهاری و اعتدال پاییزی طول مدت شب و روز در هر کجای زمین برابر می‌گردد.

زاویه میل خورشید به مدت شش ماه بعد از ۲۱ مارس مثبت یعنی شمالی می‌ماند، که حدود روز ۲۱ ژوئن (اواخر خرداد) روزی که در نیمکره شمالی انقلاب تابستانی است به حداکثر خود می‌رسد. از آن پس، در روزهای حوالی ۲۱ سپتامبر (اواخر شهریور) به صفر تنزل می‌کند که این آغاز اعتدال پاییزی در نیمکره شمالی محسوب می‌شود.

بنابر این، دایره البروج دایره عظیمه‌ای است که صفحه‌ای را تشکیل می‌دهد که با صفحه استوای سماوی، زاویه‌ای حدود  $23^{\circ}$  و  $27^{\circ}$  می‌سازد. این زاویه را معمولاً "با ع نشان می‌دهند و به نام تمایل دایره البروج<sup>۱</sup> می‌خوانند. دو نقطه تلاقی صفحه دایره البروج با استوا، نقطه اول حمل،  $\epsilon$ ، و میزان،  $\mu$ ، هستند.

نقطه صفر یا نقطه‌ای که زاویه بعد را از آن نقطه می‌سنجند،  $\epsilon$  است و آن نقطه‌ای است که خورشید در حرکت سالانه‌اش به دو دایره البروج، در آنجا از جنوب استوا به شمال آن می‌رود. بنابر این زاویه بعد در امتداد استوا و در جهتی مشابه جهتی که خورشید به دور دایره البروج می‌چرخد اندازه‌گیری می‌شود. پس در یک سال، زاویه بعد خورشید از صفر ساعت (در ۲۱ مارس) به ۶ ساعت (در ۲۱ ژوئن)، سپس به ۱۲ ساعت (در ۲۱ سپتامبر)، ۱۸ ساعت (در ۲۱ دسامبر) و ۲۴ ساعت (در ۲۱ مارس سال بعد) افزایش می‌یابد.

## ۷-۱۱ غروب و طلوع خورشید

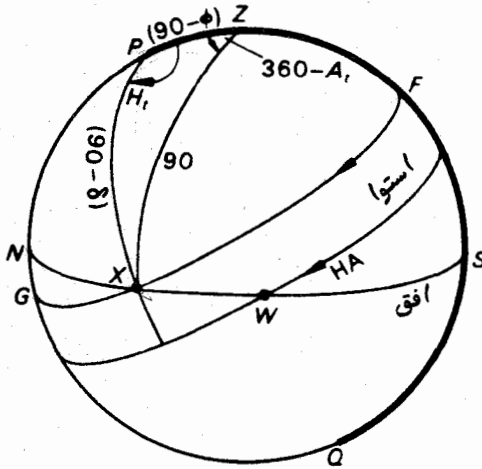
به علت تغییرات موجود در میل خورشید در طول سال، زاویه ساعتی و زاویه سمت - غروب و طلوع نیز تغییر می‌کند.

به طور دقیق می‌توان گفت میل خورشید دائماً "در تغییر است مگر در انقلاب تابستانی و زمستانی که مقدار آن ثابت می‌ماند ولی این تغییرات بقدری کند هستند که در اکثر موارد می‌توان میل را در سراسر روز ثابت فرض کرد. با این درجه دقت، مسیر روزانه خورشید در امتداد مدار میلی است که در شکل ۷-۱۴ با دایره صغیره  $FG$  نشان داده شده است.

فرض کنید میل خورشید در یک روز بخصوص مقدار  $\delta$  شمالی باشد و در همان روز در نقطه  $X$  غروب کند، به طوری که  $PX = 90^{\circ} - \delta$  و  $ZX = 90^{\circ}$  باشد.

زاویه ساعتی خورشید هنگام غروب  $H_1 = \angle ZPX$  و زاویه سمت آن در لحظه غروب  $A_1$  است که چنین بدست می‌آید:  $A_2 = 360 - \angle PZX$

فاصله سمت الرأسی آن،  $ZX$ ، هنگام غروب ۹۰ درجه است.



شکل ۷-۱۴ حرکت روزانه خورشید

با استفاده از فرمول کسینوس درباره  $\triangle PZX$  داریم.

$$\cos 90 = \cos (90 - \phi) \cos (90 - \delta) + \sin (90 - \phi) \sin (90 - \delta) \cos H_i,$$

$$\cos H_i = -\tan \delta \tan \phi, \quad \text{یا: (۶-۷)}$$

این فرمول نشان می‌دهد که در یک عرض جغرافیایی معین مقدار زاویه ساعتی خورشید در هنگام غروب به زاویه میل خورشید بستگی دارد. پس اگر جهت عرض، شمالی و مقدار میل مثبت باشد، داریم:

$$۱۲ \text{ ساعت} \leq H_i \leq ۶ \text{ ساعت}$$

و اگر جهت عرض، شمالی و مقدار میل منفی باشد داریم:

$$۱۲ \text{ ساعت} \leq H_i \leq ۰ \text{ ساعت}$$

برای بدست آوردن زاویه سمت در هنگام غروب دوباره فرمول کسینوس را در مورد

$\triangle PZX$  به کار می‌بریم. پس:

$$\cos(90 - \delta) = \cos(90 - \phi) \cos 90 + \sin(90 - \phi) \sin 90 \cos(360 - A_r),$$

یا:

$$\cos A_r = \frac{\sin \delta}{\cos \phi}.$$

توجه کنید که زاویه سمت که در جهت شمال به شرق سنجیده می‌شود هنگام غروب ضروریاً از ۱۸۰ درجه بیشتر می‌باشد.

اگر میل مثبت باشد به ازای عرضهای شمالی خواهیم داشت:

$$27^\circ \leq A_r \leq 36^\circ$$

ولی اگر میل منفی باشد داریم:

$$18^\circ \leq A_r \leq 27^\circ$$

کل ساعتهای روشن روز در یک مدت زمان ۲۴ ساعته تقریباً "با دوبرابر کردن مقدار  $H_r$  زاویه ساعتهی غروب خورشید، به دست می‌آید زیرا از نمودار غروب خورشید (شکل ۷-۱۵) بسادگی معلوم می‌شود که ساعتهای روز از لحظه غروب تاظهر ظاهری یا  $H_r$  برابر است که آن را با  $h$  یا  $\angle ZPX$  مشخص کرده‌ایم.

زاویه ساعتهی در هنگام طلوع خورشید،  $H_r$ ، از رابطه زیر بدست می‌آید:

$$H_r = 360 - h,$$

$$\cos h = -\tan \phi \tan \delta. \quad \text{در حالی که:}$$

زاویه سمت طلوع خورشید یعنی  $A_r$  چنین بدست می‌آید:

$$\cos A_r = \frac{\sin \delta}{\cos \phi}.$$

واضح است که برای عرضهای جغرافیائی شمالی با میلیهای مثبت خواهیم داشت:

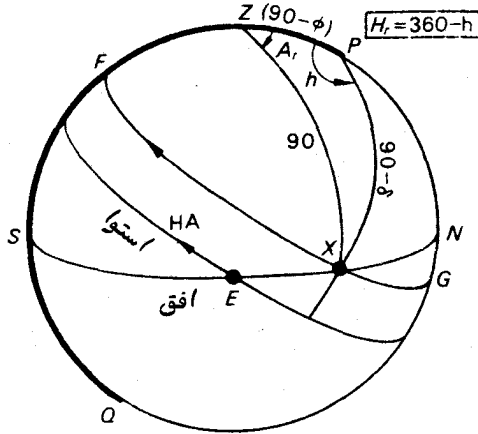
$$0 \leq A_r \leq 90$$

$$18 \text{ ساعت} \leq H_r \leq 12 \text{ ساعت}$$

در صورتی که برای میلیهای منفی داریم:

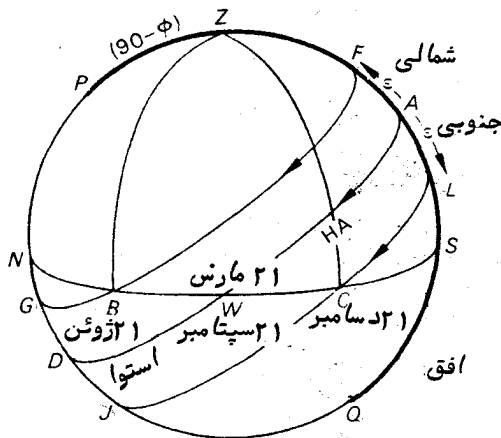
$$90^\circ \leq A_r \leq 180^\circ$$

$$24 \text{ ساعت} \leq H_r \leq 18 \text{ ساعت}$$



شکل ۷-۱۵ کره سماوی که در آن طلوع خورشید نشان داده شده است.

بنابر این در شکل ۷-۱۶ برای محلی در عرض جغرافیایی  $\phi$  شمالی نقطه غروب خورشید در روی افق غربی محل بین نقاط  $B$  و  $C$  متغیر خواهد بود. در حالی که  $FG$  و  $LJ$  به ترتیب مدارهای میل شمالی و جنوبی خورشید هستند و  $AF = AL = \epsilon$  تمایل دایره البروج است. برای زاویه سمت نقطه طلوع خورشید نیز سیکلی مشابه در امتداد افق شرقی به وجود می آید.



شکل ۷-۱۶ حدود زاویه سمت غروب خورشید



## ۷-۱۲ بشر دوره سنگهای بسیار بزرگ و خورشید

خورشید را خدا و بخشنده نور، حرارت و محصول در همه جا می‌پنداشتند و از سوی همگان مهم تلقی می‌شد. او موجودی پرستیدنی بود و با مراسم و قربانی کردن آرام می‌گرفت. از جنبه عملی‌تر، از حرکات خورشید، تقویمی به وجود آوردند که زمان انجام مراسم، بذرافشانی و برداشت محصول را براساس آن تنظیم می‌کردند. برای نمونه، در سراسر بریتانیای کبیر بین اواسط هزاره دوم و سوم قبل از میلاد رصدخانه‌های خورشیدی بسیاری تأسیس شد. برخی از این رصدخانه‌ها ساده بود و شامل ردیف کردن چند سنگ بود. رصدخانه‌های دیگر خیلی پیچیده‌تر بودند و چندین مسیر دایره‌وار سنگی را با سنگهایی در اطراف آن شامل می‌شدند که از قدرت دورنگری طبیعی انسان در امتداد افق برای افزایش میزان دقت و صحت مشاهدات آنها استفاده می‌شد. تعداد بسیاری از این بناهای سنگی هنوز هم وجود دارد که مشهورترین آنها استون‌هنج<sup>۱</sup> در انگلستان و کالانیس در آوتره‌بریدز<sup>۲</sup>، اسکاتلند است.

برای نشان دادن نبوغ بشر دوره سنگهای بزرگ یک نمونه کافی است، این نمونه در بالو کروی در ساحل غربی مال کینتایر<sup>۳</sup>، اسکاتلند واقع است.

سه سنگ بزرگ در مجاورت و موازی یکدیگر برپا شده‌اند (شکل ۷-۱۷). یک صندوق سنگی (گوری که از لوحه‌های سنگی ساخته شده) در جهت جنوب غربی و در امتداد خط فرضی متصل کننده سه سنگ فوق پیدا شده که با آنها ۱۲۰ پا فاصله دارد. لوحه‌ها موازی یکدیگر هستند. با نگاه کردن در امتداد سطح مسطح سنگ مرکزی می‌توان دورنمایی از بن‌کورا در جزیره جورا<sup>۴</sup> که ۱۹ مایل دور است دید.

اگر در جهتی که خط متصل کننده سنگها و صندوق معین می‌کنند بنگریم، در دور دست جزیره کارا را خواهیم دید.

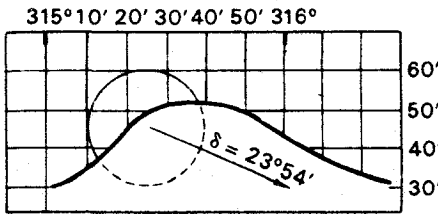
مقدار تمایل دایره البروج در حدود سال ۱۸۰۰ قبل از میلاد اندکی با اکنون تفاوت داشته است. در واقع مقدار آن به ۵۴° و ۲۳° نزدیک بوده است. بنابراین، این مقدار می‌تواند به ترتیب حداکثر زاویه میل شمالی و جنوبی خورشید در یک روز نیمه تابستان و نیمه زمستان برای آن زمان باشد (برای نیمکره شمالی). مقدار معادل زاویه سمتهای غروب خورشید در نیمه تابستان و نیمه زمستان براین دلالت می‌کنند که در یک روز نیمه تابستان از مکانی نزدیک سنگها که

1- Stonehenge

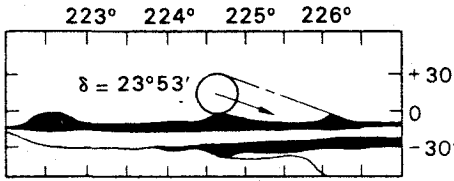
2- Callanish, Outerhebrides

3- Ballochroy, Mull of Kintyre

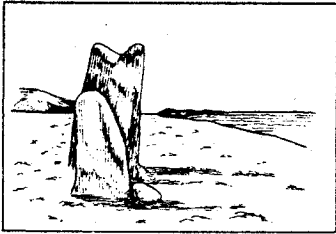
4- Ben Corra, Jura



غروب خورشید در نیمه تاستان در آسمان بن گورا جورا - ۱۹ مایل فاصله

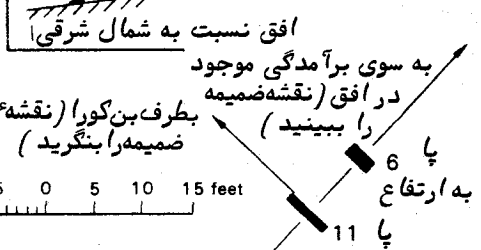


غروب خورشید در نیمه زمستان در آسمان جزیره گارا

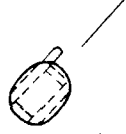


صندوق سنگی و جزیره گارا

از صندوق  $44/2h = 6/4^0$   
 $\delta = 29/4^0$



پا ۱۲ به طرف صندوق - فاصله  
 ۱۳۰ پا (نقشه ضمیمه را ملا حظه کنید)



شکل ۷-۱۷ سنگهای موجود در بالوگروی مربوط به مشاهدات بشر دوره سنگهای بزرگ (شمالی ۴۴° و ۳۲° و ۵۵° - غربی ۴۵° و ۳۶° و ۵°)

قبلا " تعیین شده است خورشید را به حالتی که در شکل ۷-۱۷ نشان داده شده، می دیدند که در پشت بن گورا غروب می کند. غروب آن طوری بوده است که لحظه به لحظه قسمت کوچکی از لبه بالایی خورشید دوباره در سراسیمبی تپه ظاهر می شده است. هنگامی که رصد کنندگان غروب خورشید را به صورتی که نشان داده شد، در پشت جزیره گارا می دیدند، پی می بردند که روز نیمه زمستان فرا رسیده است.

ما دقیقاً " روشی را که ستاره شناسان عصر سنگهای بزرگ به کار می برده اند نمی دانیم ولی احتمالاً " بر اساس روش زیر بوده است. با غروب خورشید در افق غربی، ناظر در امتداد خطی که با حرکت خورشید زاویه قائمه می سازد حرکت می کند و تیری را در محلی فرو می کند و باید از آنجا ظهور مجدد لبه بالایی خورشید را لحظه به لحظه در پشت شیب کوهی که با ردیف

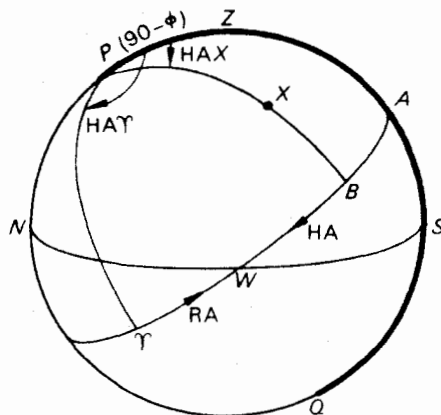
کردن سنگها مشخص شده ببیند (شکل ۷-۱۷). این عمل را می‌توان چندین شب تکرار کرد تا روز نیمه تابستان فرا رسد و در هر مرحله، او باید تیر را در جهت چپ تغییر دهد یا تیرهای چوبی جدیدی به کار برد. اما با فرا رسیدن شب نیمه تابستان او به آخرین حد خود می‌رسد زیرا خورشید با حداکثر زاویه میل شمالیش غروب می‌کند. شبهای بعد او در امتداد رد پای قبلی باز می‌گردد. بدین ترتیب ناظر مذکور در خواهد یافت روز نیمه تابستان چه زمانی رخ داده است. بطور گذرا می‌توان فهمید که با دورنمایی مثل یک کوه که حدود ۲۰ مایل فاصله دارد حتی تغییر ۱۲ ثانیه کماتی در موضع غروب خورشید باعث یک تغییر مکان در تیر چوبی می‌گردد که مقدار آن ۲ یارد است. این امر نشانه آن است که روش مذکور تاچه حد حساس بوده است.

### ۷ - ۱۳ زمان نجومی

زاویه بعد به همراه میل، دستگاه مختصاتی را برای مواضع ستارگان تشکیل می‌دهد که در تهیه کاتالوگهای ستارگان مفید است و با دستگاههای مختصات سمت - ارتفاعی و استوایی که یک یا هر دو مختصات آن سریعاً با زمان تغییر می‌کند، در تضاد است.

نقطه اول حمل،  $\gamma$ ، یعنی نقطه‌ای که روی زمینه ستارگان واقع است همچون یک ستاره با کائنات در گردش است، عبور می‌کند و طلوع و غروب می‌نماید. بنابراین می‌توان معنی دقیقی برای عبارت "زاویه ساعتی" ( $HA \gamma$ ) ارائه کرد و آن زاویه‌ای است بین نصف النهاری که از  $\gamma$  می‌گذرد و نصف النهار ناظر که در شکل ۷-۱۸ با  $\angle ZP\gamma$  معین شده است. آن را زمان نجومی محلی (LST) نیز می‌خوانند. پس:

$$HA\gamma = LST.$$



شکل ۷-۱۸ کره سماوی که زمان نجومی محلی را نشان می‌دهد.

اگر نقطه  $X$  موضوع یک ستاره و  $PX$  نصف النهار آن باشد استوا را در نقطه  $B$  قطع کرده، خواهیم داشت:

$$\text{کمان } B = \angle \text{ زاویه } X \text{ بعد}$$

$$\text{کمان } AB = \angle ZPX = \text{زاویه } X \text{ ساعتی}$$

$$A\angle = \angle B + BA,$$

اما چون:

$$\text{زمان نجومی محلی} = \text{زاویه } X \text{ بعد} + \text{زاویه } X \text{ ساعتی}$$

پس:

یا به عبارت دیگر:

$$HAX + RAX = LST$$

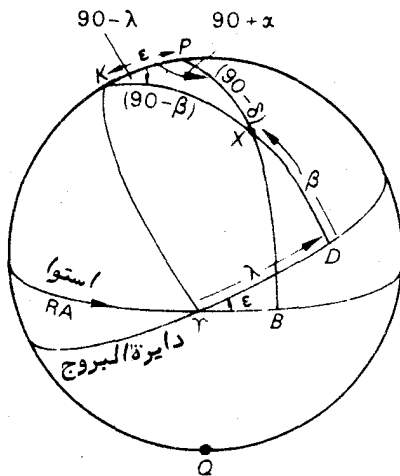
$$(Y - Y)$$

این رابطه بسیار مهمی است، زیرا  $X$  می تواند هر جسم سماوی باشد مثل یک ستاره، خورشید، ماه، سیارات و حتی یک قمر مصنوعی یا سفینه فضایی. چنانچه دو کمیت از سه کمیت معادله  $(Y - Y)$  را داشته باشیم، کمیت سوم را می توانیم محاسبه کنیم. استفاده از این معادله را هنگامی که با جزئیات بیشتری به زمان نجومی می پردازیم تشریح خواهیم کرد.

## ۷ - ۱۴ دستگاه مختصات دایرة البروجی

این دستگاه، مخصوصاً "برای مطالعه حرکات سیارات و تشریح منظومه شمسی مناسب است. دو کمیتی که در این دستگاه تعیین کننده موضع یک جسم در گره سماوی است یکی طول دایرة البروج و دیگری عرض آن است. در شکل ۷-۱۹ کمان دایرة عظیمه ای که از قطب دایرة البروج  $K$  و جسم سماوی  $X$  می گذرد دایرة البروج را در نقطه  $D$  قطع می کند. پس طول دایرة البروجی،  $\lambda$ ، زاویه بین  $\lambda$  و  $D$  است که در امتداد دایرة البروج در جهت شرق یعنی جهتی که مقدار زاویه بعد افزایش می یابد از صفر تا  $360$  درجه اندازه گیری می شود. عرض دایرة البروجی،  $\hat{\beta}$ ، در امتداد کمان دایرة عظیمه  $DX$  از نقطه  $D$  تا  $X$  و از صفر تا  $90$  درجه شمال یا جنوب دایرة البروج سنجیده می شود. باید توجه کرد که قطب شمال دایرة البروج،  $K$ ، در نیمکره ای قرار می گیرد که قطب شمال سماوی در آنجا است. همچنین باید متذکر شد که غالباً "طول و عرض دایرة البروجی به طول و عرض سماوی مربوط است.

محل برخورد نقطه حمل استوای سماوی ( $\lambda$ ) و دایرة البروج غالباً "گره صعودی" نامیده می شود، زیرا یک جسم که در صفحه دایرة البروج در جهتی مشابه جهت افزایش زاویه بعد



شکل ۷-۱۹ مختصات دایرة البروجی

(جهت شرق) حرکت کند، در نقطه حمل از زوایای میل جنوبی به شمالی صعود می‌کند. با همین استدلال، میزان (♋) را به نام گره نزولی می‌شناسند.

مبدأهایی که بیش از همه در این دستگاه مختصات به کار می‌روند، مرکز زمین و مرکز خورشید است، چون اکثر سیارات در صفحاتی حرکت می‌کنند که فقط چند درجه نسبت به دایرة البروج تمایل دارند.

غالباً لازم است دستگاه دایرة البروجی را به دستگاه زاویه بعد و میل یا برعکس تبدیل کرد. برای این کار مثلث کروی  $KPX$  را در شکل ۷-۱۹ در نظر بگیرید. در این مثلث،  $90 + \alpha$   $\angle KPX$  است که زاویه بعد  $X$  یا  $\gamma B$  می‌باشد و  $BX$  میل جسم یا  $\delta$  است.

فرض کنید که مقادیر  $\alpha$  و  $\delta$  معلوم هستند. همچنین تمایل دایرة البروج معلوم است و فقط لازم است،  $\lambda$  و  $\beta$  را محاسبه کنیم. پس با استفاده از فرمول کسینوس داریم:

$$\cos(90 - \beta) = \cos \epsilon \cos(90 - \delta) + \sin \epsilon \sin(90 - \delta) \cos(90 + \alpha),$$

یا:

$$\sin \beta = \cos \epsilon \sin \delta - \sin \epsilon \cos \delta \sin \alpha. \quad (7-8)$$

با استفاده مجدد از فرمول کسینوس، داریم:

$$\cos(90 - \delta) = \cos \epsilon \cos(90 - \beta) + \sin \epsilon \sin(90 - \beta) \cos(90 - \lambda),$$

که برابر است با :

$$\sin \delta = \cos \varepsilon \sin \beta + \sin \varepsilon \cos \beta \sin \lambda,$$

یا به عبارت دیگر :

$$\sin \lambda = \frac{\sin \delta - \cos \varepsilon \sin \beta}{\sin \varepsilon \cos \beta} \quad (9-7)$$

البته می‌توان از فرمول چهارجزشی نیز استفاده کرد .

حل معکوس مساله (مقادیر  $\lambda$ ،  $\beta$  و  $\varepsilon$  معلوم باشد و  $\alpha$  و  $\delta$  رابه‌دست آوریم) به‌خواننده

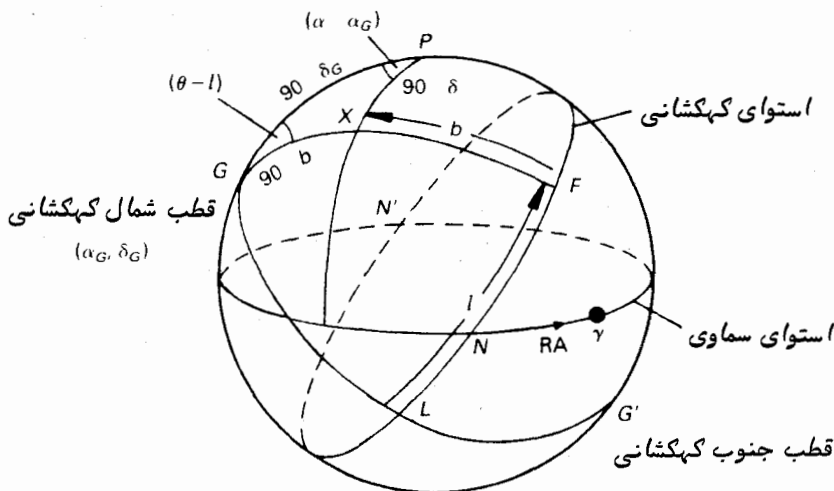
محول می‌شود .

## ۷ - ۱۵ مختصات کهکشانی

همان گونه که استفاده از مختصات دایرة‌البروجی در مسائل مربوط به حرکت سیارات به دور خورشید مناسب است ، در مطالعات انجام شده دربارهٔ توزیع اجرام و حرکت آنها در منظومهٔ ستارگانی که خورشید جزئی از آنهاست ، اغلب مناسب آن است از سیستم مختصاتی مبتنی بر واقعیتی عینی استفاده کنیم ؛ این واقعیت که کهکشان شیئی عدسی گونه می‌باشد و خورشید ، درون یا نزدیک صفحهٔ میانی آن عدسی واقع است . این حقیقت که راه شیری نواری از نور است که دایرهٔ عظیمه‌ای را فرا گرفته‌این نظریه را قوت می‌بخشد .

می‌توانیم کهکشان را طوری فرض کنیم که در دو جانب استوای کهکشانی  $LNF$  به صورت متقارن گسترده شده است و استوای سماوی را در دو نقطه  $N'$  و  $N$  قطع می‌کند . (شکل ۷ - ۲۰) این نقاط را به ترتیب گره صعودی و گره نزولی می‌نامند زیرا هر جسمی که در استوای سماوی حرکت کند و در جهت افزایش زاویهٔ بعد از نقطهٔ  $N$  بگذرد از نیمکرهٔ جنوبی به نیمکرهٔ شمالی صعود خواهد کرد . هنگام عبور از نقطهٔ  $N'$  از نیمکرهٔ شمالی به جنوبی نزول می‌کند . به طور مشابه ، قطب شمال کهکشانی ،  $G$  ، آن قطب کهکشان است که در نیمکرهٔ شمالی واقع است .

هر جسمی مثل  $X$  (  $\delta$  = میل و  $\alpha$  = زاویهٔ بعد ) دارای مختصات کهکشانی برحسب طول و عرض است . طول کهکشانی ،  $l$  ، در امتداد استوای کهکشانی تا پایین نصف النهاری که از  $G$  و جسم مورد نظر کشیده می‌شود در جهت افزایش زاویهٔ بعد و از صفر تا  $۳۶۰$  درجه اندازه‌گیری می‌شود . تا قبل از سال ۱۹۵۹ میلادی نقطهٔ صفر ، گره صعودی  $N$  محسوب می‌شد (سیستم اولسون) ، اما بعد از سال ۱۹۵۹ میلادی نقطهٔ  $L$  را برای آن برگزیدند .  $L$  نقطه‌ای است که نیمدایرهٔ عظیمهٔ  $G$  در زاویهٔ موضع  $\theta = PGL = ۱۲۳^\circ$  با استوای کهکشانی تلاقی می‌کند . این زاویهٔ به‌ظاهر اختیاری ، طوری انتخاب می‌شود که  $L$  در جهت مرکز کهکشان قرار گیرد . پس طول ،  $l$  ، کهکشانی



شکل ۷ - ۲۰ مختصات کهکشانی

$X$  زاویه  $\angle LNF$  است و  $\angle PGX$  برابر با  $(\theta - l)$  است.

عرض کهکشانی،  $b$ ، در امتداد نیم‌دایره عظیمه‌ای که از قطب شمال کهکشانی و جسم مورد نظر به طرف استوا کشیده می‌شود در جهت شمال و جنوب استوای کهکشانی و از صفر تا  $90^\circ$  درجه اندازه‌گیری می‌شود. پس عرض کهکشانی ( $b$ ) جسم  $X$  کمان  $FX$  بوده و شمالی است.

معمولاً " برای تشخیص بین دستگاه‌های مختصات کهشکانی قدیم (اولسون) و جدید (انجمن بین‌المللی ستاره‌شناسی IAU) به ترتیب ارقام ۱ و II را بالای  $l$  و  $b$  قرار می‌دهند. جدول ۷ - ۱ موضع قطب شمال کهکشانی را در این دو دستگاه بطور اختصار نشان می‌دهد.

متداولترین مشکل تبدیل، پیدا کردن طول ( $l$ ) و عرض ( $b$ ) کهکشانی یک جسم ( $X$ ) از مقادیر معلوم زاویه بعد و میل آن ( $\delta$  و  $\alpha$ ) می‌باشد به فرض این که مختصات قطب شمال کهکشانی  $G$  ( $\delta_G$  و  $\alpha_G$ ) و زاویه  $\theta$  موضع را داشته باشیم.

مثلت کروی  $PGX$  نشان می‌دهد که همچون گذشته با دوبار استفاده از فرمول کسینوس می‌توان مقادیر خواسته شده را به دست آورد. پس:

$$\cos(90 - b) = \cos(90 - \delta_G) \cos(90 - \delta) + \sin(90 - \delta_G) \sin(90 - \delta) \cos(\alpha - \alpha_G)$$

یا:

$$\sin b = \sin \delta_G \sin \delta + \cos \delta_G \cos \delta \cos(\alpha - \alpha_G) \quad (10-7)$$

جدول ۷-۱ موضع قطب کهکشانی

قطب کهکشانی انجمن بین المللی ستاره شناسی ( $b^{\text{II}} = 0$ )

دقیقه ساعت

(مبداء، سال ۱۹۵۰ م.)  $\alpha = 12$  و  $49/0$  و  $\delta = +27^\circ$  و  $24/0'$

دقیقه ساعت

(مبداء، سال ۱۹۰۰ م.)  $\alpha = 12$  و  $46/6$  و  $\delta = +27^\circ$  و  $40/0'$  و

قطب کهکشانی اولسون ( $b^{\text{I}} = 0$ )

دقیقه ساعت

(مبداء، سال ۱۹۰۰ م.)  $\alpha = 12$  و  $40$  و  $\delta = +28/0'$  و

بدین طریق  $b$  به دست می آید. همچنین داریم:

$$\cos(90 - \delta) = \cos(90 - \delta_G) \cos(90 - b) + \sin(90 - \delta_G) \sin(90 - b) \cos(\theta - l),$$

یعنی:

$$\sin \delta = \sin \delta_G \sin b + \cos \delta_G \cos b \cos(\theta + l),$$

پس از مرتب کردن اجزا خواهیم داشت:

$$\cos(\theta - l) = \frac{\sin \delta - \sin \delta_G \sin b}{\cos \delta_G \cos b}.$$

با دانستن مقدار  $\theta$  می توانیم  $l$  را محاسبه کنیم.

اکنون به چند مثال درباره کره سماوی می پردازیم که اصول چند قسمت آخر این فصل را در آنها گنجانده ایم. چون این مثالها فقط به تخمین احتیاج دارند، لذا به استفاده از فرمولهای مثلثات کروی نیازی نیست. البته با رعایت موارد زیر می توان مقادیر را با چند درجه اختلاف نسبت به جوابهای صحیح به آسانی به دست آورد. کره سماوی با اندازه مناسبی بکشید. (قطر آن حداقل ۱۰۰ میلیمتر باشد). به یاد داشته باشید که در چنین طرحهایی نسبتها کوچک می شوند (علائم ۱۰ درجه ای را در روی کمان NW در شکل ۷-۲۱ ملاحظه کنید) و هنگام تخمین زوایا و کمانها این موضوع را در نظر داشته باشید. به یاد داشته باشید که همگی دایره های عظیمه به صورت بیضی در می آیند که مرکز کره درون آنها قرار دارد. استفاده از خطوط نقطه چین برای کمانهایی که در پشت کره قرار می گیرند و به کار بردن مداد رنگی برای تشخیص یک دایره عظیمه از سایر دایره ها توصیه می شود.

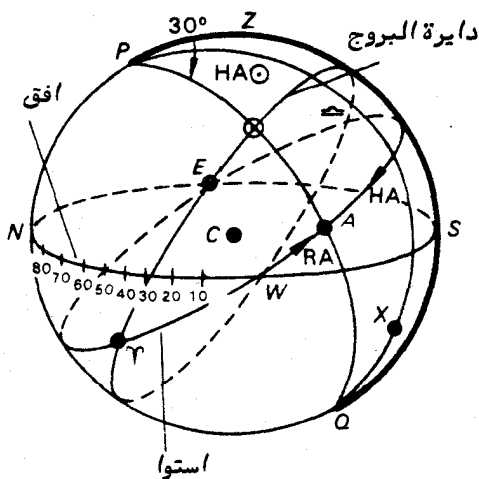


مثال ۷-۴ کره سماوی را برای ناظری که در عرض ۶۰ درجه شمالی قرار دارد رسم کنید که در روز ۲۱ ژوئن زمان نجومی محلی وی ساعت ۹ است. افق، استوا، چهار جهت اصلی، نصف النهار ناظر، دایرة البروج، خورشید و موضع ستاره X را (میل ۵۰ درجه جنوبی، زاویه بعد ساعت ۸) در روی آن تعیین کنید. زاویه ساعتی تخمینی خورشید چقدر است؟ یک کره بکشید. افق و سمت الرأس Z را رسم کنید. عرض جغرافیایی، ۶۰ درجه شمالی،  $\phi$  است پس  $30^\circ = \phi = 90^\circ$  می باشد. P را طوری رسم کنید که  $PZ = 30^\circ$  باشد. پس از آن O و استوا را می توان ترسیم کرد. PZQ را که نصف النهار ناظر است ضخیم تر کنید. N نقطه تلاقی افق با عمودی است که از نقطه Z کشیده شده و از P می گذرد. حال می توان نقاط S، W و E را با ذکر این نکته که هنگامی که رو به شمال داریم، W در سمت چپ ما قرار می گیرد، مشخص کنیم. فلشهایی روی استوا بکشید و در کنار آنها RA و HA بنویسید تا جهت هایی که زاویه بعد و زاویه ساعتی سنجیده می شوند، معلوم گردد.

با استفاده از رابطه زیر محل ۳ را در روی کره مشخص کنید:

$$\text{ساعت} \\ \text{HA} \gamma = \text{LST} = 9$$

نقطه دیگر تلاقی دایرة البروج با استوا را با علامت  $\oplus$  (میزان) علامتگذاری کنید. این نقطه باید در سمت دیگر کره نسبت به مرکز C قرار داشته باشد.



شکل ۷-۲۱ مربوط به مثال (۷-۴) کره سماوی برای ناظری که در عرض جغرافیایی ۶۰° شمالی و در روز ۲۱ ژوئن در ساعت ۹ زمان نجومی محلی قرار دارد.

به یاد داشته باشید که:

۱- تمایل دایرة البروج تقریباً " ۲۳/۵ درجه است .

۲- خورشید در جهتی که زاویه بعد افزایش می یابد از طریق نقطه ۳ از میل جنوبی به

شمالی می رود

حال دایرة البروج را ترسیم کنید .

خورشید را ترسیم کنید . ابتدا بهتر است بدانید که زاویه بعد خورشید در روز ۲۱ ژوئن

(اول تابستان) حدود ساعت ۶ است یعنی  $90^\circ = 6 \text{ ساعت} = 2A$

با اطلاعات مفروض محل ستاره X را در شکل مشخص کنید .

از شکل ۷-۲۱ چنین تخمین زده می شود که زاویه ساعتی خورشید ( $HA \odot$ ) حدود ساعت

۳ باشد .

در حقیقت چون  $RA = 6$  ساعت و  $LST = 9$  ساعت مقدار  $HA \odot$  را از رابطه زیر می توان به دست

آورد :

$$LST = HA \odot + RA \odot$$

یا :

$$HA \odot = LST - RA \odot = 9 - 6 = 3 \text{ ساعت}$$

مثال ۷-۵ گره سماوی برای ناظری که در عرض جغرافیایی ۳۰ درجه شمالی قرار دارد

بکشید و در روی آن ستاره شعرای یمانی (زاویه بعد ۶ ساعت و ۴۰ دقیقه - میل ۱۷° جنوبی)

را در حال طلوع نشان دهید . دایرة البروج را نیز رسم کنید . از روی نمودارتان زمانی را که

شعرای یمانی با خورشید بطور همزمان طلوع می کند تخمین بزنید .

دوباره یک گره می کشیم و افق و سمت الرأس را روی آن مشخص می کنیم . متوجه می شویم

که این بار  $ZP = 60^\circ$  است ( شکل ۷-۲۲ را ملاحظه کنید ) . چون طلوع یک ستاره و خورشید

را مد نظر داریم ، خیلی بهتر است که نقطه شرق ،  $E$  ، را در جلو نمودار قرار دهیم . این عمل

موضع نقطه شمال ،  $N$  ، را به نحوی تعیین می کند که نقطه غرب وقتی که ناظر رو به شمال

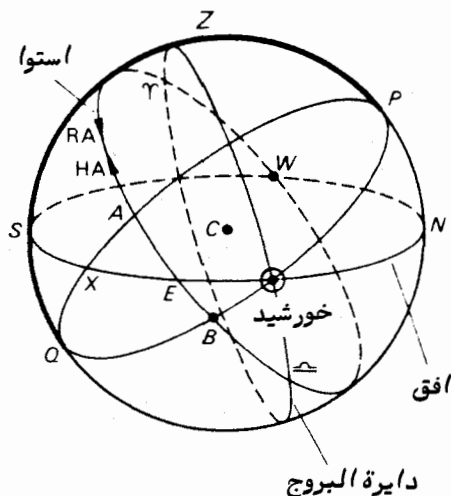
ایستاده است در سمت چپ وی باشد . حال نقاط  $S$  و  $W$  را رسم کنید . اکنون می توان قطب شمال

سماوی را بین نقاط  $N$  و  $Z$  طوری مشخص کرد که  $NP = 30^\circ$  باشد .  $O$  و استوارا رسم کنید و نصف -

النهار ناظر را تعیین کنید . فلشهایی همراه با حروف  $RA$  و  $HA$  بر روی استوا بکشید . هنگام تعیین

جهت این فلشها به خاطر داشته باشید که زاویه ساعتی پیوسته از جهت غرب نصف النهار ناظر

اندازه گیری می شود .



شکل ۲۲-۷ مربوط به مثال (۵-۷) کره سماوی برای عرض جغرافیایی  $30^\circ$  شمالی در هنگام طلوع شعرای یمانی

ستاره شعرای یمانی در حال طلوع است پس باید در روی افق قرار داشته باشد و چون دارای میل  $17^\circ$  جنوبی است باید در روی مدار میلی که در نیمکره جنوبی به فاصله  $17^\circ$  درجه از استواست قرار بگیرد. پس ستاره شعرای یمانی در نقطه X است که فاصله AX برابر با  $17^\circ$  درجه است.

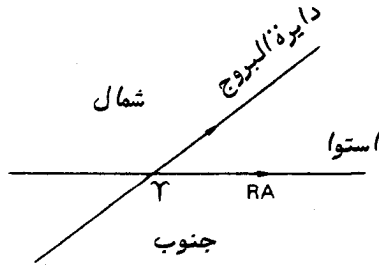
حال دایرة البروج را رسم می‌کنیم. با توجه به این که  $\gamma$  باید در نقطه‌ای روی استوا قرار داشته باشد که زاویه بعد X، یعنی  $23\frac{1}{2}^\circ$  ساعت شود محل  $\gamma$  را مشخص می‌کنیم. پس از تعیین محل  $\gamma$  با این روش، محل میزان ( $\epsilon$ ) را علامت می‌گذاریم. با استفاده از موارد قراردادی شکل ۲۳-۷ و یادآوری این موضوع که مقدار تمایل دایرة البروج تقریباً  $23\frac{1}{2}^\circ$  است، دایرة البروج را رسم می‌کنیم.

خورشید باید در نقطه  $\odot$  قرار داشته باشد زیرا در حال طلوع است و همیشه درون صفحه دایرة البروج است.

زاویه بعد آن  $2B$ ، بنابراین حدود ساعت  $8\frac{2}{3}$  است ولی در هر ۱۲ ماه زاویه بعد آن ۲۴ ساعت افزایش می‌یابد که معادل ۲ ساعت در هر ماه است.

حدود ۲۱ ژوئن زاویه بعد خورشید ساعت ۶ است و در مدت ۱ ماه و ۱۰ روز بعد از آن ۲۱ ژوئن مقدار  $23\frac{1}{2}^\circ$  ساعت به آن افزوده می‌شود که تقریباً "اول ماه اوت" می‌شود.

پس تاریخ تقریبی که ستاره شعرای یمانی به ازای عرض جغرافیایی تعیین شده با خورشید



شکل ۷-۲۳ مربوط به مثال (۷-۵) قراردادی که دربارهٔ کره صعودی،  $\gamma$ ، دایرة البروج ذکر شد.

بطور همزمان طلوع می‌کند روز اول اوت است.

مثال ۷-۶ کره سماوی را برای ناظری که در عرض جغرافیایی  $30^\circ$  درجه جنوبی واقع است رسم کنید و در آن خورشید، دایرة البروج و نقطهٔ اول حمل را در نیمشب ظاهری  $21$  ژوئن نشان دهید. زمان نجومی محلی را حدس بزنید. همچنین موضع ستاره‌ای را که دارای زاویهٔ بعد  $13$  ساعت و میل  $30^\circ$  جنوبی است مشخص کنید.

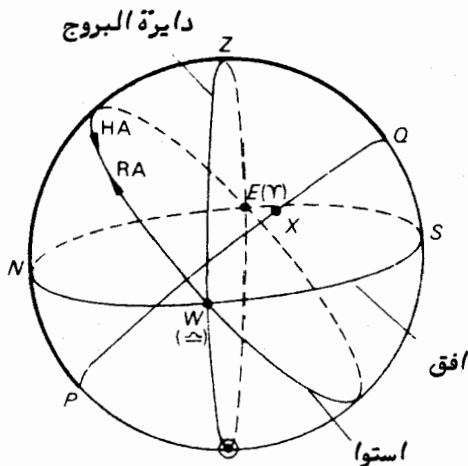
در ابتدا کره‌ای می‌کشیم وافق و سمت الرأس،  $Z$ ، آن را تعیین می‌کنیم. پس از معلوم کردن نقاط  $W, S, E, N$  قطب جنوب سماوی،  $Q$  را در ارتفاعی به میزان  $30$  درجه بالاتر از نقطهٔ جنوب علامت می‌گذاریم، زیرا طبق تعریف، دایرهٔ عظیمه‌ای که از  $Z$  رسم شود و از  $Q$  بگذرد افق را در نقطهٔ جنوب قطع خواهد کرد.

قطب شمال سماوی،  $P$ ، را در نمودار رسم می‌کنیم و استوا و نصف النهار ناظر یعنی  $OZP$  را معین می‌کنیم. در کنار فلشهایی که می‌کشیم حروف  $HA, RA$  می‌گذاریم تا جهت‌هایی که با آن زاویهٔ بعد و زاویهٔ ساعتی را می‌سنجیم مشخص سازیم. به یاد داشته باشیم که زاویهٔ ساعتی پیوسته در جهت غرب و از نصف النهار ناظر سنجیده می‌شود.

روز مورد نظر  $21$  ژوئن است به طوری که میل خورشید  $27^\circ$  و  $23^\circ$  شمالی است. بعلاوه، نیمشب ظاهری این روز مطرح است که برابر است با  $12$  ساعت  $HA \odot = 12$  از این رو در شکل ۷-۲۴ موضع خورشید را با  $\odot$  مشخص می‌کنیم.

زاویهٔ بعد خورشید در روز  $21$  ژوئن مقدار  $90^\circ = 6$  است. پس دایرة البروج باید از  $\odot$  عبور کند و استوا را  $90$  درجه قبل از  $\odot$  و پشت آن بر حسب زاویهٔ بعد قطع کند. تنها نقاط احتمالی  $E, W$  هستند. حال دایرة البروج را بکشید. با استفاده از تعریف مستقر در شکل ۷-۲۳ می‌توان دید که نقطهٔ  $E$ ،  $\gamma$  است و نقطهٔ  $W$  نیز  $\gamma$  است.

$$HA \odot = 18 = \text{زمان نجومی محلی ساعت}$$



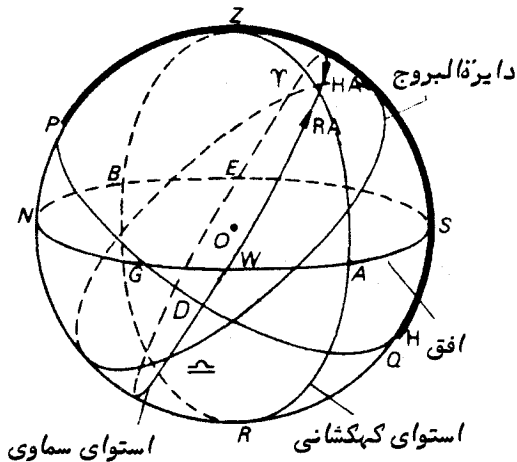
شکل ۷-۲۴ مربوط به مثال (۶-۷) کره سماوی و دایرة البروج برای عرض جغرافیایی  $30^{\circ}$  جنوبی.

پس از آن موضع ستاره یعنی نقطه  $X$  را طبق اطلاعات مفروض در روی نمودار مشخص می‌کنیم.

مثال ۷-۷ کره سماوی برای ناظری در عرض  $28^{\circ}$  شمالی رسم کنید و قطب شمال کهکشانی،  $G$ ، آن را (میل  $28^{\circ}$  شمالی) هنگام غروب ناظر تعیین کنید. در این لحظه استوای کهکشانی را رسم کنید. مقدار زاویه ساعتی  $G$  را در هنگام غروب تخمین بزنید و در صورتی که زاویه بعد  $G$  ۱۲ ساعت و ۴۷ دقیقه باشد زمان نجومی محلی را به دست آورید. نقطه اول حمل را در روی نمودار تعیین و دایرة البروج را رسم کنید.

نشان دهید که در هر روز نجومی یک بار استوای کهکشانی وافق در این عرض با هم تلاقی می‌کنند. در چه زمان نجومی این اتفاق رخ می‌دهد؟ حدوداً "در چه تاریخی این حادثه در نیمشب رخ می‌دهد؟

طبق روال گذشته، سمت الرأس  $Z$  و افق را در روی کره می‌کشیم. مسأله در مورد غروب یک جسم سماوی است پس نقطه غرب،  $W$ ، را در قسمت جلو نمودار قرار می‌دهیم (شکل ۷-۲۵). این موضوع بر موضع سایر جهات اصلی یعنی نقاط  $N$ ،  $E$  و  $S$  تأثیر می‌گذارد. ارتفاع قطب که عرض جغرافیایی ناظر،  $P$ ، فرض می‌شود  $28^{\circ}$  درجه بالاتر از نقطه  $N$  قرار می‌گیرد. پس از آن می‌توان افق، قطب جنوب کهکشانی،  $Q$ ، نصف النهار ناظر و فلشهای تعیین کننده جهت  $RA$  و  $HA$  را ترسیم کرد.



شکل ۷-۲۵ مربوط به مثال (۷-۷) کره سماوی و مختصات کهکشانی عرض ۲۸ درجه شمالی.

قطب کهکشانی  $G$  در حال غروب است لذا طوری بر روی افق واقع شده که اندازه  $GD$ ، ۲۸ درجه است. هنگام رسم استوای کهکشانی در این لحظه به یاد می آوریم که  $G$  قطب آن است یا به عبارت دیگر تمام نقاط واقع بر استوای کهکشانی ۹۰ درجه از  $G$  فاصله دارند. دو نقطه  $A$  و  $B$  از این گونه نقاط هستند. نقاط  $Z$  و سمت القوم،  $R$ ، نیز ۹۰ درجه از  $G$  فاصله دارند. زیرا این دو، قطبین دایره عظیمه ای هستند که  $G$  درون آن واقع است و افق نامیده می شود. پس حال می توان استوای کهکشانی را که از سمت الرأس،  $Z$ ، می گذرد ترسیم کرد.

$$\text{ساعت } \gamma \approx \angle ZPD = \text{زاویه ساعتی } G$$

دقیقه ساعت ساعت دقیقه ساعت

$$\text{بطور تقریب } LST = RAG + HAG = ۱۲ \text{ و } ۴۷ + \gamma = ۱۹ \text{ و } ۴۷$$

۲ را بنحوی رسم می کنیم که کمان  $ED$  برابر ۱۲ ساعت و ۴۷ دقیقه باشد. سپس میزان (۲) را رسم می کنیم و با استفاده از شکل ۷-۲۳ و مقدار تمایل دایره البروج که حدود  $23/5^\circ$  است دایره البروج را ترسیم می کنیم.

چون در خلال مدت یک روز نجومی (مدت زمان بین دو عبور متوالی ۲ از بالای نصف النهار ناظر)  $G$  بر روی مدار میل ۲۸ درجه سیر می کند و  $\phi = 90 - 28 = 62^\circ$  است، نقطه  $Z$  بر روی این مدار قرار دارد. از این رو در هر روز نجومی یک بار  $G$  بر  $Z$  منطبق می شود یا بهتر

بگوئیم قطب استوای کهکشانی بر قطب افق منطبق می‌شود. پس طبق تعریف، استوای کهکشانی و افق در این لحظه برهم منطبق خواهند شد.

زاویه ساعتی  $G$  در لحظه‌ای که این پدیده روی می‌دهد صفر است ولی  $RAG$  برابر ۱۲ ساعت و ۴۷ دقیقه می‌باشد. پس خواهیم داشت:

$$LST = RAG + HAG = 12 \text{ و } 47 + 0 = 12 \text{ و } 47$$

دقیقه ساعت ساعت دقیقه ساعت

برای این که این پدیده در نیم‌شب اتفاق بیفتد باید زاویه ساعتی خورشید ۱۲ ساعت باشد، اما:

$$RA \odot = LST - HA \odot$$

دقیقه ساعت دقیقه ساعت

$$RA \odot = 12 \text{ و } 47 - 12 = 47$$

مقدار زاویه بعد خورشید هر ۱۲ ماه ۲۴ ساعت یا هر ماه ۲ ساعت افزایش می‌یابد. پس تقریباً "در ۱۱ روز از صفر ساعت (۲۱ مارس) به ۴۷ دقیقه (۳ ساعت) افزایش می‌یابد. بنابراین تاریخ مورد نظر حوالی روز اول آوریل است.

### مسائل فصل هفتم

توجه = در مسائل زیر فرض کنید که زمین کروی است و تمایل دایرة البروج  $27^\circ$  و  $13^\circ$  است. گرچه از مسأله ۵ تا ۱۶ به مثلثات کروی احتیاج داریم، دانش آموزی که به مثلثات آشنایی ندارد یا میلی به انجام فرمولهای آن ندارد در خواهد یافت که می‌تواند با کشیدن کرات سماوی مربوط، مسائل را با تقریب حل کند. وی می‌تواند مقادیر تخمین زده شده را با جوابهایی که در آخر کتاب آمده است مقایسه نماید.

۱- کره سماوی برای ناظری که در عرض به جغرافیایی  $45^\circ$  جنوبی است رسم کنید و در روی آن نصف النهار ناظر، چهار جهت اصلی و ستاره‌ای را که دارای زاویه سمت  $300^\circ$  شرقی جنوب و ارتفاع  $30^\circ$  است نشان دهید. زاویه بعد و میل این ستاره را چنانچه زمان نجومی محلی در آن لحظه  $9$  ساعت باشد، تخمین بزنید. دایرة البروج را رسم کنید. اگر زمان فوق نیم‌شب ظاهری باشد تاریخ را تخمین بزنید در چه روزی (بطور تقریب) ستاره هنگام غروب خورشید افول خواهد کرد؟

۲- کره سماوی برای ناظری که در عرض جغرافیایی  $55^\circ$  جنوبی واقع است ترسیم کنید. موضع دو ستاره  $X$  (ارتفاع  $40^\circ$  و زاویه سمت  $130^\circ$  جنوب شرقی) و  $Y$  (زاویه ساعتی  $19$  ساعت

و میل  $40^\circ$  جنوبی) را در روی این کره نشان دهید. از روی نمودارتان زاویه ساعتی و میل ستاره  $X$  و ارتفاع و زاویه سمت ستاره  $Y$  را تخمین بنزید.

اگر زمان نجومی  $10^{\text{ساعت}}$  باشد، دایرة البروج را در روی نمودار بکشید. طولها و عرضهای سماوی این دو ستاره را تخمین بنزید با این فرض که خورشید در این لحظه در حال طلوع است هنگام تقریبی طلوع را تخمین بنزید.

۳- کره سماوی برای ناظری که در عرض جغرافیایی  $30^\circ$  شمالی قرار دارد بکشید. افق، استوا، سمت الرأس، قطبهای شمال و جنوب سماوی و نصف النهار ناظر را در روی این کره رسم کنید. موضع دو ستاره  $X$  و  $Y$  را که دارای مشخصات زیر هستند در روی آن نشان دهید:

ستاره  $X$ : زاویه ساعتی ۳ و میل  $64^\circ$  شمالی

ستاره  $Y$ : زاویه سمت  $120^\circ$  غربی و ارتفاع  $20^\circ$

از روی نمودار موارد زیر را تخمین بنزید: زاویه سمت و ارتفاع ستاره  $X$  و زاویه ساعتی و میل ستاره  $Y$ . اگر زاویه بعد ستاره  $X$  ساعت ۶ باشد، دایرة البروج را رسم کنید.

مسافری اظهار می کند در عرض جغرافیایی فوق الذکر خورشید از سمت الرأس وی گذشته است. دلایلی برای قبول یا رد اظهار وی ارائه کنید. نشان دهید که ستاره  $X$  یک ستاره حول قطبی است.

۴- کره سماوی برای ناظری که در عرض جغرافیایی  $27^\circ$  و  $23^\circ$  شمالی واقع است رسم کنید. افق، استوا، سمت الرأس، قطبهای شمال و جنوب سماوی و نصف النهار ناظر را بر روی آن ترسیم کنید. نقطه اول حمل و دایرة البروج را هنگامی که خورشید در روز ۲۱ ژوئن در حال طلوع است نشان دهید. موضع خورشید را هنگامی که از نصف النهار می گذرد (ظهر ظاهری) در آن روز مشخص کنید. زمان نجومی محلی را هنگام ظهر ظاهری تخمین بنزید: بعلاوه ارتفاع و زاویه سمت ستاره ای مثل  $X$  را که دارای زاویه بعد ۱۰ ساعت و میل  $65^\circ$  شمالی است در این لحظه حدس بنزید. آیا این ستاره حول قطبی است؟

۵- نشان دهید که طول سماوی،  $\lambda$  و عرض سماوی،  $\beta$  یک ستاره را میتوان با فرمولهای زیر بر حسب زاویه بعد،  $\alpha$  و میل،  $\delta$  بیان کرد:

$$\sin \beta = \sin \delta \cos \varepsilon - \cos \delta \sin \varepsilon \sin \alpha,$$

$$\cos \beta \cos \lambda = \cos \delta \cos \alpha,$$

$$\cos \beta \sin \lambda = \sin \lambda \sin \varepsilon + \cos \delta \cos \varepsilon \sin \alpha,$$

که در این فرمولها  $\varepsilon$  تمایل دایرة البروج است.

اگر  $\alpha = 6$  ساعت و  $\delta = 45^\circ$  شمالی باشد مقادیر  $\lambda$  و  $\beta$  را محاسبه کنید.



ع- هرگاه اعتدال بهاری برحسب زاویه سمت به ۹۰ درجه شرقی از شمال برسند، زاویه‌ای را که دایرة البروج با افق می‌سازد برای ناظری که در عرض جغرافیایی  $60^\circ$  شمالی واقع است پیدا کنید.

۷- اثبات کنید نقطه‌ای از افق که در آنجا یک ستاره طلوع می‌کند شمال شرقی است:

$$\sin^{-1}(\sec \phi \sin \delta)$$

در این فرمول،  $\phi$  عرض جغرافیایی ناظر و  $\delta$  میل آن ستاره است.

۸- زاویه‌ای سمت ستاره شعاعی یمانی (میل  $5^\circ$  شمالی) را در هنگامی که فاصله سمت-الرأسی آن  $80^\circ$  است برای ناظری که آن را در عرض جغرافیایی  $56^\circ$  شمالی رصد کرده است، محاسبه کنید.

۹- اثبات کنید که طول دایرة البروج،  $\lambda$ ، ستاره‌ای که زاویه بعد آن  $\alpha$  و میل آن  $\delta$  است از فرمول زیر به دست می‌آید:

$$\tan \lambda = \sin \epsilon \tan \delta \sec \alpha + \cos \epsilon \tan \alpha,$$

در این فرمول،  $\epsilon$  تمایل دایرة البروج می‌باشد. دقیقه ساعت قطب استوای کهکشانی دارای مختصاتی به قرار زیر است:  $RA = 12$  و  $47^\circ$  و  $27^\circ$  میل. طول و عرض دایرة البروجی آن و نیز تاریخهایی را محاسبه کنید که خورشید از استوای کهکشانی می‌گذرد، با این فرض که خورشید در مداری دایره‌وار به دور زمین می‌چرخد. ۱۰- در عرض جغرافیایی  $45^\circ$  شمالی بیشترین زاویه سمت (شرق یا غرب) یک ستاره حول قطبی  $45^\circ$  است اثبات کنید که میل ستاره  $60^\circ$  شمالی است.

۱۱- زاویه ساعتی نسر واقع ۱ را (میل  $44^\circ$  و  $38^\circ$  شمالی) هنگامی که بر روی عمود غربی مبداء در عرض جغرافیایی  $50^\circ$  شمالی واقع است محاسبه کنید. به ازای چه عرضهایی ستاره نسر واقع ستاره‌ای حول قطبی است؟

۱۲- نصف النهارهای مغناطیسی زمین مشابه نصف النهارهای جغرافیایی هستند فقط با این تفاوت که نسبت به قطب مغناطیسی ( $79^\circ$  شمالی و ۴ ساعت و ۴۰ دقیقه غربی) تعیین می‌شوند. زاویه بین نصف النهارهای مغناطیسی و جغرافیایی را در شهر گلاسگو ( $56^\circ$  شمالی و ۱۷ دقیقه غربی) محاسبه کنید.

۱۳- به فرض این که  $H_1$  و  $H_2$  به ترتیب زاویه‌ای ساعتی یک ستاره با میل  $\delta$  در روی عمود غربی مبداء و غروب باشند و ناظری در عرض شمالی آنها را بسنجد. ثابت کنید که:

$$\cos H_1 \cos H_2 + \tan^2 \delta = 0.$$

۱۴- با این فرض که طول دایرة البروجی خورشید  $49^\circ$  و  $49^\circ$  باشد، برای ناظری در عرض جغرافیایی  $55^\circ$  و  $54^\circ$  شمالی زاویه ساعتی غروب خورشید و زمان نجومی محلی را در لحظه غروب محاسبه کنید.

۱۵- زاویه سمت خورشید را هنگام طلوع در روز نیمه تابستان در استون هنج (عرض  $16^\circ$  و  $51^\circ$  شمالی) و در زمانی که تمایل دایرة البروج  $48^\circ$  و  $33^\circ$  بوده محاسبه کنید.

۱۶- فواصل سمت الرأسی یک ستاره حول قطبی هنگام عبور فوقانی و تحتانی چنین ارقامی هستند:  $16^\circ$  و  $7^\circ$  و  $13^\circ$  و  $26^\circ$  و  $18^\circ$  و  $47^\circ$ .  
عرض جغرافیایی ناظر و میل آن ستاره را محاسبه کنید.

## کره سماوی و سیستمهای ثبت زمان

### ۸ - ۱ مقدمه

برداشت بشر اولیه از گذشت زمان بر گرسنگی و تشنگی و نیز بر پدیده‌های طبیعی مانند تغییر ارتفاع خورشید در طی روز، صور مختلف ماه و تغییر فصول استوار بوده است. تا حدود سال ۲۰۰۰ قبل از میلاد تمدنهای مختلف، این پدیده‌های ناشناخته را ثبت و برحسب روز، ماه و سال تنظیم می‌کردند. می‌بینیم که آنها طی مشاهداتشان اهمیت زیادی برای سال قائل شده‌اند و چون خورشید در این مدت زمان یک دور حول زمینه ستارگان می‌زده، از آن همچون یک واحد زمانی استفاده می‌کره‌اند.

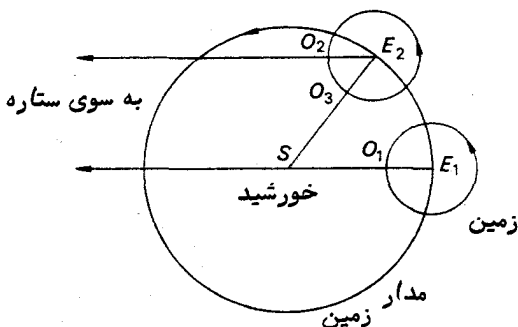
چون زندگی روزمره به روشنایی روز وابسته است، خورشید به صورت جسمی درآمد که سیستم ثبت زمان در روز براساس آن پایه‌ریزی شد. از این رو، روز خورشیدی ظاهری<sup>۱</sup> زمان بین دو عبور خورشید از بالای نصف النهار ناظر محسوب می‌شد یا زمانی که زاویه ساعتی خورشید ۲۴ ساعت (۳۶۰ درجه) افزایش می‌یافت. در عمل وقتی که سایه یک ستون عمودی به کوتاهترین مقدار خود می‌رسید. گفته می‌شد که خورشید بر روی نصف النهار آن محل قرار گرفته است.

از سوی دیگر، گردش روزانه ظاهری آسمان سیستم ثبت زمان دیگری را به نام زمان نجومی مطرح کرد، سیستمی که بر چرخش زمین به دور محورش متکی بود. بدین ترتیب، فاصله زمانی بین دو عبور متوالی یک ستاره از نصف النهار ناظر را روز نجومی<sup>۲</sup> نامیدند. در اوایل تاریخ ستاره‌شناسی دریافتند که تفاوت بین این دو سیستم - خورشیدی و ستاره‌ای - از حرکت مداری خورشید نسبت به زمین ناشی می‌شود. پس در شکل ۸ - ۱ اگر دو عبور متوالی ستاره از بالای نصف النهار ناظر تعیین‌کننده یک روز نجومی باشد (ستاره را در فاصله بسیار دوری

1- Apparent Solar Day

2- Sidereal Day

از زمین فرض کرده‌ایم) آنگاه زمین، ناظر  $O$  را به اندازه  $۳۶۰$  درجه از نقطه  $O_1$  به  $O_2$  چرخانده است. برای این که، یک روز خورشیدی ظاهری سپری شود زمین باید آن قدر بچرخد تا ناظر در موضع  $O_3$  قرار بگیرد و خورشید دوباره در بالای نصف النهار محل وی واقع شود. چون شعاع حامل زمین،  $SE$ ، هر روز حدود  $1$  درجه را طی می‌کند و زمین با سرعت زاویه‌ای  $۱$  درجه در هر  $۴$  دقیقه می‌چرخد، لذا روز نجومی تقریباً  $۴$  دقیقه کوتاه‌تر از روز خورشیدی متوسط است. حال این سیستمها را با جزئیات بیشتری بررسی می‌کنیم.



شکل ۸ - ۱ فاصله زمانی بین عبورهای متوالی یک ستاره

## ۸ - ۲ زمان نجومی

دیدیم که از نقطه اول حمل (اعتدال بهاری ۳) نقطه مرجعی است که در روی کره سماوی در حال چرخش برای تعیین روز نجومی انتخاب می‌شود. زمان بین عبورهای متوالی اعتدال بهاری از نصف النهار ناظر را یک روز نجومی می‌خوانند. بنابراین زاویه ساعتی اعتدال بهاری از صفر ساعت تا  $۲۴$  ساعت افزایش می‌یابد و تعریف زمان نجومی محلی (LST) زاویه ساعتی نقطه اعتدال بهاری (HAX) می‌باشد. زمان نجومی محلی آن گونه که از نامش پیداست به طول جغرافیایی ناظر در روی زمین بستگی دارد. طبق معادله (۷ - ۷) داشتیم:

$$LST = HAX + RAX$$

$$(۱ - ۸)$$

که در آن،  $X$  هر شیئی سماوی بود.

اگر زمان نجومی محلی (LST) معلوم باشد و زاویه بعد،  $\alpha$ ، و میل،  $\delta$ ، آن جسم برای آن زمان محاسبه شده باشد، در این صورت، زوایای ساعتی  $H$  و  $\delta$  معین می‌شوند و جهت آن

جسم بر روی گره سماوی به دست می آید .

در هر رصدخانه معمولا "ساعت دقیقی وجود دارد که زمان نجومی محلی آن طول جغرافیایی را نشان می دهد . چون زاویه ساعتی یک ستاره هنگام عبور از نصف النهار ناظر صفر است . زاویه بعد آن ستاره در آن لحظه با زمان نجومی محلی برابر است . در گذشته ، با مشاهده هر چند وقت یک بار زمانهای نجومی عبور ستارگان مشهور و مقایسه این زمانها با زاویه بعد آنها ، خطای ساعت و میزان تغییرات آن خطا را می سنجیدند (هیچ ساعتی بدون خطا نیست) . آن ستارگان را " ستارگان ساعت " می نامیدند و چنین مشاهداتی ، بخشی از کار متداول هر رصدخانه بود .

علاوه بر این ، زمان نجومی گرینویچ در سالنمای نجومی و دیگر سالنماهای ملی به ازای مبدأهای مختلف زمان جهانی فهرست بندی شده است ( قسمت ۸-۵) . در این جا زمان بین عبور یک جسم سماوی از نصف النهار گرینویچ و نصف النهار محل با طول جغرافیایی محل ناظر برابر است . این مطلب در شکل ۸-۲ سادگی مشهود است . در این شکل گره سماوی زمین مرکزی که قطب شمال سماوی آن ،  $P$  است ، به همراه زمین ، با قطب شمال  $P$  نشان داده شده است . در این شکل ، گرینویچ ،  $g$  ، و سمت الرأس آن ،  $G$  ، ترسیم شده اند که نصف النهاری که از نقطه  $G$  می گذرد یعنی  $PGB$  نصف النهار گرینویچ ناظر می باشد . ناظری در طول جغرافیایی  $\lambda$  غربی با  $O$  نشان داده شده که به ترتیب سمت الرأس و نصف النهار وی  $Z$  و  $PZA$  هستند . طبق معمول اعتدال بهاری با  $\gamma$  نشان داده شده و یک جسم سماوی نیز دیده می شود که در حال عبور از نقطه  $X$  است .

پس زاویه ساعتی گرینویچ جسم  $X$  برابر  $\angle GPX$  است که طول جغرافیایی ،  $\lambda$  غربی ، ناظر است .

$$GHAT = HA\gamma + \lambda \quad \text{غربی} \quad \text{یا} :$$

اما زاویه ساعتی  $\gamma$  زمان نجومی محلی است بنابراین می توانیم بنویسیم :

$$GST = LST + \lambda \quad \text{غربی}$$

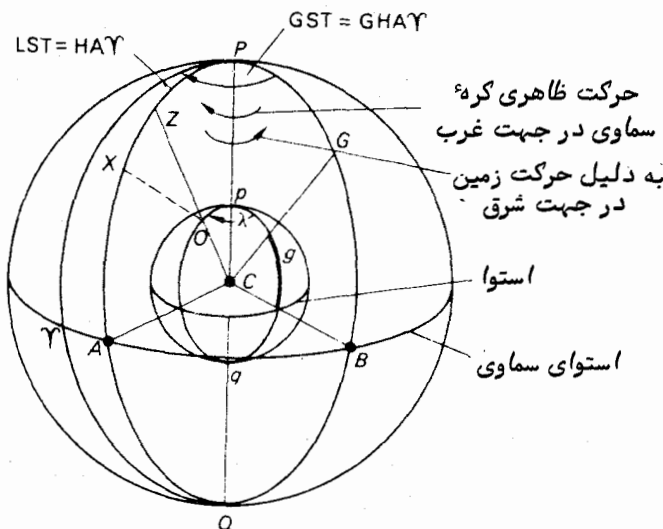
اگر  $\gamma$  هر جسم سماوی مثل \* باشد خواهیم داشت :

$$GHA* = HA* + \lambda \quad \text{غربی}$$

کاملا " مشخص است که اگر طول جغرافیایی محل ناظر ، شرقی بود ، چنین می نوشتیم :

$$GHA* = HA* - \lambda \quad \text{شرقی}$$

اگر توافق کنیم که طول جغرافیایی غربی مثبت و طول شرقی منفی باشد ، با تلفیق این روابط



شکل ۸-۲ رابطه بین زمان نجومی محلی و زمان نجومی گرینویچ

خواهیم داشت :

$$GHA^* = HA^* + \lambda, \quad (2-8)$$

این عبارت مهم را غالباً " با جمله " زیر به یاد می آورند :

" طول شرقی ، گرینویچ کمتر طول غربی ، گرینویچ بیشتر "

روز نجومی هر محل هنگامی آغاز می شود که اعتدال بهاری ،  $\gamma$  ، از نصف النهار ناظر می گذرد و ۲۴ ساعت بعد هنگامی که مجدداً " در بالای نصف النهار ناظر قرار در پایان می پذیرد. از این رو ، یک شبانه روز نجومی مدت زمانی است که زمین نسبت به زمینه ستارگان یک دور حول محورش بزند . بنابراین ، ساعت نجومی یک رصدخانه وقتی که  $\gamma$  روی نصف النهار قرار دارد باید ساعت صفر را نشان دهد . جدول زیر را ملاحظه کنید :

یک روز نجومی = ۲۴ ساعت نجومی

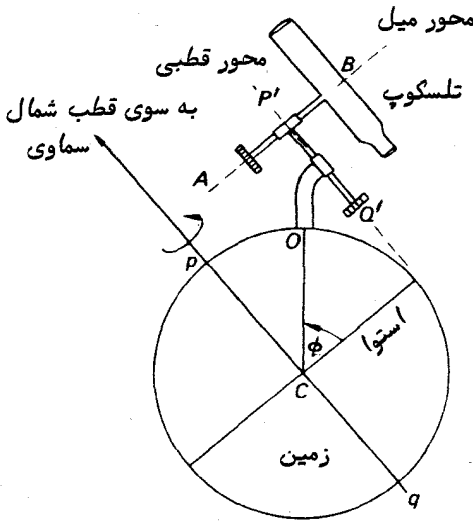
یک ساعت نجومی = ۶۰ دقیقه نجومی

یک دقیقه نجومی = ۶۰ ثانیه نجومی

زوایای بعد و میل اجسام سماوی را فهرست بندی کرده اند. این اطلاعات به همراه دانشی درباره زمان نجومی ، ما را قادر می سازد تلسکوپی را که بر مبنای استوا نصب شده به جسم مورد نظرمان نشانه رویم ، حتی اگر با چشم غیر مسلح نیز قابل رؤیت نباشد . با مطالعه

قسمت ( ۱۹-۲ ) این کتاب می توان گفت که چنین تلسکوپی حول دو محور آزادانه می چرخد، محور اول که موازی محور چرخشی زمین است ( $PQ$  در شکل ۸-۳) و محور دیگر که نسبت به آن عمود است ( $AB$  در شکل ۸-۳).

در محل  $A$  از محور میل، دایرهٔ مدرجی وجود دارد که به تلسکوپ اجازه می دهد حول این محور بچرخد و سپس قفل شود تا این که تلسکوپ با چرخش به دور محور دیگر،  $PQ$  که به محور قطبی موسوم است، در امتداد مدار صحیح میل، جسم مورد نظر را بیابد. هرگاه دایرهٔ مدرج واقع در  $Q$  با مقدار زاویهٔ ساعتی جسم در آن زمان برابر شود، جسم مورد نظر در میدان دید تلسکوپ قرار خواهد داشت.



شکل ۸-۳ نصب یک تلسکوپ بر مبنای استوا

زاویهٔ صحیح از دانستن زمان نجومی محلی و زاویهٔ بعد جسم به دست می آید. پس با استفاده از معادلهٔ ( ۸-۱ ) خواهیم داشت:

$$HA^* = LST - RA^*$$

سپس سیستم هدایت تلسکوپ ( موتوری که تلسکوپ را حول محور قطبی آن به حرکت در می آورد ) به کار می افتد تا چرخش ظاهری آسمان ناشی از گردش زمین به دور محور  $pq$ ، جبران شود. بدین طریق وقتی جسم، یک بار در میدان دید تلسکوپ قرار گرفت، اگر لازم

باشد ساعتها در میدان دید آن خواهد ماند .

مثال ۸-۱ ستاره‌ای دارای زاویه بعد  $۱۲/۷$  و  $۴۶$  و  $۹$  است . زمان سنجی، زمان عبور آن را در دو شب متوالی چنین ثبت کرده است.  $۲۱$  و  $۴۶$  و  $۹$  ساعت و  $۱۸/۶$  و  $۴۶$  و  $۹$  ساعت خطای زمان سنج و میزان آن را حساب کنید .  
برای حل مسأله بهتر است اطلاعات را به شکل جدولی بنویسیم .  
فرض کنید  $RA^*$  زاویه بعد ستاره است. اکنون طبق معادله (۸-۱) داریم :

$$LST = HA^* + RA^*$$

اما هنگام عبور،  $HA^* = 0$  است پس  $LST = RA^*$  می‌باشد . لذا داریم :

میزان خطا	خطا (LST - زمان ثبت شده)	زمان ثبت شده	زمان نجومی محلی (LST)
$۲/۴$ ثانیه در هر	$۸/۳$ جلومی‌رود	ساعت $۲۱$ و $۴۶$ و $۹$	ساعت $۱۲/۷$ و $۴۶$ و $۹$
روز نجومی	$۵/۹$ جلومی‌رود	ساعت $۱۸/۶$ و $۴۶$ و $۹$	ساعت $۱۲/۷$ و $۴۶$ و $۹$

این زمان سنج در هر روز نجومی  $۲/۴$  ثانیه عقب می‌رود .

مثال ۸-۲ زاویه ساعتی ستاره‌ای را که زاویه بعد آن  $۲۲$  و  $۲۴$  و  $۱۸$  دقیقه ساعت می‌باشد محاسبه کنید . زمان نجومی آن  $۲۲$  و  $۱۳$  و  $۴$  دقیقه ساعت است .

$$HA^* = LST - RA^*$$

طبق معادله (۸-۱) داریم :

پس می‌توانیم بنویسیم :

ثانیه دقیقه ساعت	زمان نجومی محلی (LST)
۲۲ و ۱۳ و ۴	به زمان بالا $۲۴$ ساعت بیفزایید
۲۲ و ۱۳ و ۲۸	زاویه بعد ستاره
۴۲ و ۲۴ و ۱۸	

ثانیه دقیقه ساعت  
۴۰ و ۴۸ و ۹

زاویه ساعتی ستاره



توجه: چون مقدار \*RA از زمان LST بزرگتر است، قبل از عمل تفریق، ۲۴ ساعت به LST می‌افزاییم.

### ۸ - ۳ زمان خورشیدی متوسط

یکی از روشهایی که ملل باستان، گذشت زمان را با آن می‌سنجیدند حرکت روزانه خورشید در آسمان بوده است. برای این کار از ساعت‌های خورشیدی استفاده می‌شد و سیستمی که ثابت زمان بر اساس آن انجام می‌شده زمان خورشیدی ظاهری نام دارد. یک روز خورشیدی ظاهری زمان بین عبورهای خورشید از نصف النهار ناظر بود (در این لحظه سایه شاخص ساعت خورشیدی کوتاهترین اندازه را داشت و در روی خط شمال - جنوب قرار می‌گرفت). یک ساعت از زمان خورشیدی ظاهری فاصله زمانی بود که در این مدت زاویه ساعتی خورشید یک ساعت افزایش می‌یافت. هنگام ظهر خورشیدی ظاهری به نصف النهار ناظر می‌رسید، در حالی که نیمه شب ظاهری زمانی بود که زاویه ساعتی خورشید ۱۲ ساعت می‌شد. از آنجا که فعالیت‌های متداول روزمره با موضع خورشید در آسمان ارتباط نزدیک دارد، ثبت زمان عرفی بر پایه حرکت خورشید امری طبیعی بوده است.

متأسفانه، در استفاده از زمان خورشیدی ظاهری یک مشکل اصلی وجود دارد.

اگر مدت روز خورشیدی ظاهری با زمان سنج نجومی دقیقی سنجیده شود معلوم می‌شود که این زمان در سراسر سال متفاوت است. این تفاوت دو علت اساسی دارد:

۱- مدار ظاهری خورشید به دور زمین یک بیضی است که در آن خط متصل‌کننده خورشید به زمین (شعاع حامل) زوایای یکسان را در زمانهای مساوی طی نمی‌کند (در واقع ابرخس دریافت که دو نیمه سال از نقطه اعتدال تا اعتدال تقریباً ۸ روز اختلاف دارند - جدول ۸-۳ را ملاحظه کنید).

۲- مسیر حرکت خورشید بر روی دایره البروج واقع است که با استوا زاویه‌ای تقریباً  $23\frac{1}{2}^{\circ}$  درجه تشکیل می‌دهد و زاویه ساعتی خورشید در امتداد استوا سنجیده می‌شود.

ستاره‌شناسان با اراعه یک جسم خیالی به نام خورشید متوسط<sup>۱</sup> بر این مشکل فائق آمدند و زمان خورشیدی متوسط را به دست آوردند. خورشید متوسط در امتداد استوا در جهتی که زاویه بعد افزایش می‌یابد با سرعت زاویه‌ای یکنواختی می‌چرخد که با میانگین سرعت زاویه‌ای خورشید حقیقی (حدود یک درجه در روز) در دایره البروج در مسیر سالانه خود به دور این دایره عظیمه برابر است. چون افزایش زاویه بعد خورشید متوسط به میزان یکنواختی حدود

یک درجه در روز است و زاویه ساعتی نقطه اعتدال بهاری (نقطه‌ای که زاویه بعد از آنجا اندازه‌گیری می‌شود) به میزان یکنواخت ۲۴ ساعت در روز نجومی افزایش می‌یابد، زمان بین عبورهای متوالی خورشید متوسط از نصف النهار ناظر نیز یکنواخت است. این فاصله زمانی را روز خورشیدی متوسط می‌نامند.

برای تعیین ارتباط بین مواضع خورشید و خورشید متوسط در هر لحظه مجبوریم این مفهوم را با جزئیات بیشتری در نظر بگیریم. مشکل اینجاست که جسمی را ارائه کنیم که به خورشید وابسته باشد ولی طوری حرکت کند که زاویه بعد آن به میزان یکنواختی افزایش یابد. این مسأله در دو مرحله که به دو علت یاد شده ۱ و ۲ مربوط است و ناهاها هنگی‌هایی در زمان خورشیدی ظاهری ایجاد می‌کند، حل می‌شود.

مرحله اول: گفته می‌شود که خورشید در نقطه حضيض یعنی نزدیکترین فاصله با زمین است. این حالت سالی یک بار و آن هم در اول ژانویه رخ می‌دهد. جسمی خیالی به نام خورشید متوسط دینامیک در اینجا مطرح می‌شود که از نقطه حضيض و در جهت خورشید شروع به حرکت می‌کند و در امتداد دایره البروج با میانگین سرعت زاویه‌ای خورشید سیر می‌کند. در نتیجه در زمان یکسانی با خورشید به نقطه حضيض باز می‌گردد.

مرحله دوم: هنگامی که این خورشید متوسط دینامیک که در دایره البروج حرکت می‌کند، به نقطه اعتدال بهاری،  $\Upsilon$ ، می‌رسد خورشید متوسط در امتداد استوا شروع به حرکت می‌کند و چنانکه دیده‌ایم، با میانگین سرعت زاویه‌ای خورشید در این دایره عظیمه حرکت می‌کند به طوری که در یک زمان با خورشید متوسط دینامیک به نقطه  $\Upsilon$  باز می‌گردد.

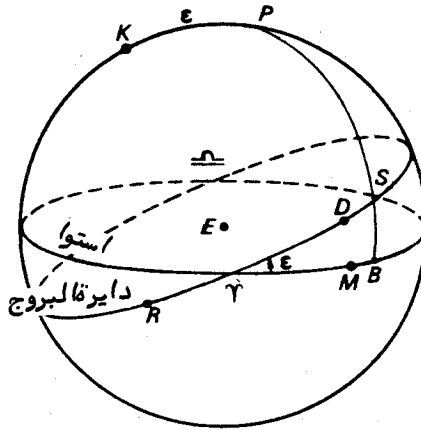
شکل ۸-۴ مواضع خورشید،  $S$ ، خورشید متوسط،  $M$ ، خورشید متوسط دینامیک،  $D$ ، و جهت حضيض،  $R$ ، را در مبدئی بر روی یک کره سماوی زمین مرکزی نشان می‌دهد.

نصف النهاری که از قطب شمال سماوی،  $P$ ، و خورشید می‌گذرد در نقطه  $B$  با استوا برخورد می‌کند، به طوری که کمان  $B$  زاویه بعد خورشید ( $RA \odot$ ) می‌باشد. زاویه بعد خورشید متوسط (RAMS) کمان  $BM$  است.

کمیت  $BM$  را به نام معادله زمان ( $\mathcal{E}$ ) می‌شناسند و از فرمول زیر به دست می‌آید:

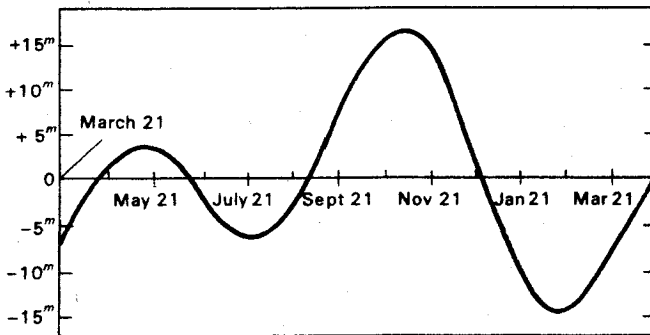
$$\mathcal{E} = \text{RAMS} - \text{RA} \odot \quad (3-8)$$

معادله زمان در سراسر سال از مقدار تقریباً  $14 \frac{1}{4}$  - دقیقه تا حدود  $16 \frac{1}{4}$  + دقیقه



شکل ۸-۴ مواضع خورشید، S، خورشید متوسط، M، خورشید دینامیک متوسط، D، و جهت حضیض، R.

م تفاوت است این به علت سبقت گرفتن خورشید و خورشید متوسط از یکدیگر در حرکتشان به دور استواست که در شکل ۸-۵ نشان داده شده است.



شکل ۸-۵ مقادیر معادله زمان در سراسر سال

بسیاری از ساعت‌های خورشیدی برای روزهای مختلف سال جدولی از مقادیر معادله زمان همراه دارند که ناظر می‌تواند زمان عرفی را از زمان خورشیدی ظاهری که ساعت خورشیدی نشان می‌دهد به دست آورد.

روز خورشیدی متوسط به ۲۴ ساعت خورشیدی متوسط و هر ساعت به ۶۰ دقیقه خورشیدی

متوسط تقسیم می‌شود که هر دقیقه نیز شامل ۶۰ ثانیه خورشیدی متوسط است. وقتی که خورشید متوسط بر بالای نصف النهار واقع است یعنی زاویه ساعتی خورشید متوسط مساوی صفر ساعت است (ساعت = ۰ HAMS)، می‌گویند که ظهر متوسط است و وقتی که ساعت = ۱۲ HAMS است نیمه شب متوسط است.

$$LST = HA^* + RA^* \quad \text{می‌دانیم که :}$$

اگر علامت \* به نوبت بر خورشید ( $\odot$ ) و خورشید متوسط (MS) دلالت کند خواهیم داشت :

$$LST = HA\odot + RA\odot = HAMS + RAMS. \quad (۴-۸)$$

سپس با استفاده از معادلات (۳-۸) و (۴-۸) می‌توان نوشت :

$$\mathcal{E} = HA\odot - HAMS. \quad (۵-۸)$$

در مورد خاصی مثل نصف النهار گرینویچ، زمان متوسط گرینویچ (GMT) داریم که در اکثر اوقات به آن زمان جهانی (UT) نیز اطلاق می‌شود، به این صورت که :

$$UT \equiv GMT = GHAMS \pm 12^h = GHA\odot - \mathcal{E} + 12^h. \quad (۶-۸)$$

اگر زمان جهانی (UT) عبور خورشید از گرینویچ (UTOG) مطرح شود می‌توانیم معادله (۶-۸) را به شکل زیر دوباره بنویسیم :

$$UTOG = 12^{\text{ساعت}} - \mathcal{E} \quad (۷-۸)$$

زیرا زاویه ساعتی خورشید در گرینویچ در لحظه عبور صفر است.  $GHA\odot = 0$  و زاویه‌ای که در اندازه‌گیری زمان عبور خورشید به کار می‌رود، عبور زیجی نام دارد که مقدار این کمیت به ازای هر روز سال در سالنمای نجومی فهرست بندی شده است. این واژه زمان زیجی عبور خورشید از نصف النهار زیجی است؛ نصف النهاری زمینی که به اندازه  $\Delta T = 2738.00$  در شرق گرینویچ واقع است (در مورد ماهیت زمان زیجی به قسمت (۸-۹) رجوع کنید).

1- Mean Noon

2- Mean Midnight

باید دقت کرد که این کمیت دقیقاً " با زمان جهانی عبور خورشید از گرینویچ برابر نیست ،  
زیرا :

(۱) نصف النهار آن ، نصف النهار دیگری است و (۲) - معیارهای زمانهای جهانی و  
زیجی با یکدیگر متفاوت است .

در اینجا  $\Delta T$  خود با فرمول زیر معین می شود :

$$\Delta T = \text{زمان جهانی} - \text{زمان زیجی}$$

پس زمان جهانی عبور خورشید از نصف النهار زیجی (UTOE) چنین به دست می آید :

$$UTOE = ET - \Delta T.$$

از این رو ، زمان جهانی عبور خورشید از نصف النهار گرینویچ (UTOG) از فرمول زیر  
به دست خواهد آمد :

$$UTOG = ET - \Delta T + 1.002738\Delta T$$

یا :

$$UTOG = ET - 0.002738\Delta T.$$

بنابراین برای مقاصد دریانوردی دوباره نوشتن معادله (۸-۷) به شکل زیر از دقت  
کافی برخوردار است :

$$\text{عبور زیجی} = \text{ساعت} - 12 \quad (8-8)$$

زیرا معادله زمان کمیتی است که تغییرات آن بسیار کند است و مقدار  $\Delta T$  در حال حاضر  
فقط در حدود ۴۰ ثانیه است .

پس طبق معادله (۸-۶) داریم :

$$GHA\odot = GHAMS + \text{عبور زیجی} - \text{ساعت} \quad (8-9)$$

## ۸-۴ رابطه بین زمان خورشیدی متوسط و زمان نجومی

متوجه شدیم که در یک روز خورشیدی متوسط تقریباً " ۴ دقیقه از یک روز نجومی طولانی تر  
است . در این جا ، رابطه دقیقتری را ارائه می کنیم :

از معادله (۸-۴) چنین نتیجه می گیریم که :

$$LST = HAMS + RAMS \quad (10-8)$$

فرض کنید که مقادیر این کمیتها در یک مبدأ خاص  $R_1, H_1, T_1$  و به ازای یک روز خورشیدی متوسط پس از آن  $R_2, H_2, T_2$  باشند .

$$T_1 = H_1 + R_1,$$

طبق معادله (۸-۱۰) داریم :

$$T_2 = H_2 + R_2.$$

با تفریق این دو رابطه از هم داریم :

$$T_2 - T_1 = (H_2 - H_1) + (R_2 - R_1). \quad (11-8)$$

ساعت

اما  $H_2 - H_1 = 24$  است زیرا یک روز خورشیدی متوسط سپری شده است . میانگین سرعت زاویه‌ای خورشید ،  $n$  ، برابر است با :

$$n = \frac{360^\circ}{365 \frac{1}{4} \text{ روز}}$$

یا :

$$n = \frac{24 \text{ ساعت}}{365 \frac{1}{4} \text{ روز}}$$

به طوری که مقدار افزایش زاویه بعد خورشید متوسط در یک روز خورشید متوسط  $\frac{24 \text{ ساعت}}{365 \frac{1}{4} \text{ روز}}$

است . این مقدار باید کمیت  $(R_2 - R_1)$  باشد . پس معادله (۸-۱۱) به چنین صورتی در می‌آید :

$$T_2 - T_1 = 24 + \frac{24 \text{ ساعت}}{365 \frac{1}{4} \text{ ساعت}}$$

$$= 24 \left( 1 + \frac{1}{365 \frac{1}{4}} \right)$$

$$= 24 \left( \frac{366 \frac{1}{4}}{365 \frac{1}{4}} \right) \text{ زمان نجومی}$$

این فاصله زمان نجومی با ۲۴ ساعت زمان خورشیدی متوسط برابر است، پس می توان رابطه زیر را به دست آورد:

$$\text{زمان نجومی} = \frac{\text{ساعت } 24 \times 366 \frac{1}{4}}{365 \frac{1}{4}} = 24 \text{ ساعت زمان خورشیدی متوسط}$$

یا برعکس:

$$\text{زمان خورشیدی متوسط} = \frac{\text{ساعت } 24 \times 365 \frac{1}{4}}{366 \frac{1}{4}} = 24 \text{ ساعت زمان نجومی}$$

با دقت بیشتری می توان نوشت:

$$\text{زمان نجومی} = 24 \text{ و } 56/5554'' \text{ و } 3' = 1 \text{ روز خورشیدی متوسط}$$

$$\text{زمان خورشیدی متوسط} = 23 \text{ و } 56' \text{ و } 4/0905'' = 1 \text{ روز نجومی}$$

جدولهایی برای تبدیل زمان خورشیدی متوسط به زمان نجومی یا برعکس در چندین سالنما به چاپ می رسد که البته می توان هرگونه تبدیلی را با استفاده از جدولهای ۸-۱ و ۸-۲ انجام داد.

جدول ۸-۱ تبدیل زمان خورشیدی متوسط به زمان نجومی

$$\text{زمان خورشیدی متوسط} = 24 \text{ ساعت} = (24 + 3' \text{ و } 56/5554'') \text{ ساعت زمان نجومی}$$

ساعت  
 زمان خورشیدی متوسط  $1 = (9/8556'' + 1)$  از زمان نجومی

ساعت  
 زمان خورشیدی متوسط  $1' = (0/1643'' + 1')$  زمان نجومی

ساعت  
 زمان خورشیدی متوسط  $1'' = (0/0027'' + 1'')$  زمان نجومی

جدول ۸-۲ تبدیل زمان نجومی به زمان خورشیدی متوسط

ساعت ثانیه دقیقه ساعت  
 زمان نجومی  $24 = (55/910'' و 3 - 24)$  زمان خورشیدی متوسط

ساعت ثانیه ساعت  
 زمان نجومی  $1 = (9/8296'' - 1)$  زمان خورشیدی متوسط

دقیقه ثانیه دقیقه  
 زمان نجومی  $1 = (0/1638'' - 1)$  زمان خورشیدی متوسط

ثانیه ثانیه ثانیه  
 زمان نجومی  $1 = (0/0027'' - 1)$  زمان خورشیدی متوسط

۸-۵ روز عرفی

نصف النهار گرینویچ در سیستمی که ثبت زمان در آن بر پایه زمان خورشیدی متوسط



است ، نصف النهار مبدأ روی زمین محسوب می شود . درست مانند سایر نصف النهارهای ناظر ، وقتی که خورشید متوسط از نصف النهاری که از سمت الرأس گرینویچ می گذرد ، عبور کند ، زاویه ساعتی گرینویچ خورشید متوسط (GHAMS) <sup>۱</sup> صفر خواهد بود ، یعنی هنگام ظهر متوسط است :

$$\text{GHAMS} = 0 \quad \text{ساعت}$$

در حالی که هنگام نیمه شب متوسط داریم :

$$\text{GHAMS} = 12 \quad \text{ساعت}$$

البته برای سهولت کار ، روز عرفی از نیمه شب آغاز می شود . در این صورت زمان متوسط گرینویچ (GMT) صفر است ولی مقدار زاویه ساعتی گرینویچ خورشید متوسط (GHAMS) در این لحظه ۱۲ ساعت است . زمانی که زاویه ساعتی گرینویچ خورشید متوسط ۲۴ ساعت است یا مجدداً " صفر شده ( یعنی ظهر متوسط ) زمان متوسط گرینویچ ساعت ۱۲ می باشد . بنابراین می بینیم که رابطه ای بین زمان متوسط گرینویچ و زاویه ساعتی گرینویچ خورشید متوسط برقرار است ، به این صورت که :

$$\text{GMT} = \text{GHAMS} + 12 \quad \text{ساعت} \quad (8-12)$$

علامت جمع در حالی که کار برده می شود که مقدار GHAMS کوچکتر از ۱۲ ساعت باشد و علامت تفریق در صورتی که مقدار آن از ۱۲ ساعت بیشتر باشد .

در تمام رصدخانه های سراسر دنیا وقایع را بر حسب زمان متوسط گرینویچ ثبت می کنند زیرا زمان جهانی را ارائه می کند که عاری از هر گونه ابهام و اشکال است و بیشتر به همین علت است که آن را زمان جهانی <sup>۲</sup> (UT) می نامند .

در زندگی عرفی سیستمهای زمان محلی را به کار می برند ، مگر این که طول جغرافیایی مورد نظر نزدیک نصف النهار گرینویچ باشد . بر همین اساس طبق موافقت بین المللی ، سطح زمین را به مناطق زمانی معیاری تقسیم کرده اند .

این امر قراردادی ، باعث تشکیل زمانی می شود که تقریباً " به موضع خورشید در آسمان مربوط است و برای ناظری که در سفر است ضرورت تنظیم مداوم ساعت از بین می رود مگر این که وی بخواهد از یک منطقه زمانی به منطقه دیگری برود که در این حال باید ساعتش را تنظیم کند .

در هر منطقه، زمان متوسط عرفی مشابهی به نام زمان منطقه‌ای<sup>۱</sup> (ZT) یا زمان معیار (ST) به کار می‌رود و تعیین مناطق برحسب نصف‌النهارهای طول جغرافیایی است به طوری که عرض هر منطقه ۱۵ درجه (۱ ساعت) می‌باشد. منطقه گریونویچ (منطقه ۰) بین نصف‌النهارهای صفر ساعت و ۳۰ دقیقه غربی و صفر ساعت و ۳۰ دقیقه شرقی قرار دارد و زمان نصف‌النهار گریونویچ یعنی GMT (UT) را نشان می‌دهد. منطقه ۱+ بین ۱ ساعت و ۳۰ دقیقه غربی و صفر ساعت و ۳۰ دقیقه غربی واقع است و زمان نصف‌النهار ساعت ۱ غربی را مشخص می‌کند. منطقه ۱- بین نصف‌النهارهای ۱ ساعت و ۳۰ دقیقه شرقی و صفر ساعت و ۳۰ دقیقه شرقی قرار دارد و تعیین کننده زمان نصف‌النهار ۱ ساعت شرقی است. تقسیم‌بندی سطح زمین براساس این روش تا مناطق ۱۲+ و ۱۲- همچنان در جهت شرق و غرب ادامه می‌یابد. طبق تعریف قبلی، این هر دو منطقه زمان نصف‌النهار ساعت ۱۲ غربی را که نصف‌النهار ساعت ۱۲ شرقی نیز هست نشان می‌دهند. طبق قرارداد، منطقه‌ای را که از ساعت ۱۱ و ۳۰ دقیقه غربی تا ساعت ۱۲ غربی است منطقه ۱۲+ و منطقه‌ای را که از ساعت ۱۱ و ۳۰ دقیقه شرقی تا ساعت ۱۲ شرقی است منطقه ۱۲- فرض می‌کنند. نصف‌النهار بین این دو را خط بین‌المللی تاریخ<sup>۲</sup> می‌نامند که هر روز معین ابتدا از آنجا آغاز می‌شود.

باید این مطلب را اضافه کرد که خط واقعی تاریخ دقیقاً "نصف‌النهار ساعت ۱۲ را دنبال نمی‌کند و این بنا به دلایل جغرافیایی است زیرا برای این که قسمتهایی از کشورهایی که در دو منطقه قرار دارند در یک نیمکره واقع شوند باید خط مذکور را بدین طریق منحرف کرد. بر همین اساس کشورهای کوچکی که بخشی از آنها درون منطقه مجاور قرار می‌گیرد زمان منطقه‌ای یک منطقه را به کار می‌برند.

کشورهای بزرگی مثل ایالات متحده آمریکا و اتحاد جماهیر سوسیالیستی شوروی بیش از یک منطقه را فرا گرفته‌اند. به عنوان مثال، در ایالات متحده چهار منطقه زمانی مورد استفاده قرار می‌گیرد که زمان متوسط هر یک از آنها چنین نامگذاری شده است: زمانهای شرقی، مرکزی، کوهستانی و اقیانوس آرام، که به ترتیب بر نصف‌النهارهای ساعت ۵ و ۶ و ۷ و ۸ غرب گریونویچ دلالت دارند.

مشهور است که کشتیهایی که از خط تاریخ در جهت شرق به غرب عبور می‌کنند یک روز را به حساب نمی‌آورند. در حالی که سایر کشتیهایی که از غرب به شرق از این خط می‌گذرند یک روز به تاریخ خود می‌افزایند. همین مسأله، ملاحظان کشتی دریانورد بزرگ، ماژلان را از

1- Zone Time

2- International Date Line

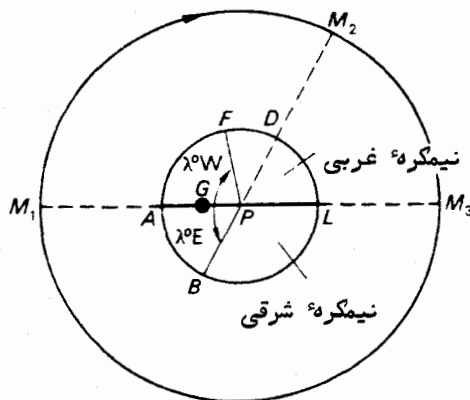
این که یک روز دیرتر از محاسباتشان به کشور می‌رسیدند مات و مبهوت کرده بود و شخصیت کتاب ژول ورن به نام فینیس فاگ توانسته بود شرایطی را که درباره سفر دور دنیا در هشتاد روز بسته است، ببرد.

در اکثر مسائل، لازم است تاریخ و زمان منطقه‌ای ویژه‌ای را به تاریخ و زمان متوسط گرینویچ معادل آن تبدیل کنیم. تاریخ گرینویچ نامی است که به زمان متوسط گرینویچ به اضافه روزی از هفته که گرینویچ در آن واقع شده اطلاق می‌شود. حال به رابطه بین تاریخ گرینویچ و زمان تاریخ منطقه‌ای می‌پردازیم.

### ۸ - ۶ تاریخ گرینویچ و زمان منطقه‌ای (با تاریخ)

در شکل ۸-۶ زمین را که از بالای قطب شمال آن،  $P$  نمایش داده شده می‌بینیم. نصف النهار  $PGA$  از نقطه گرینویچ،  $G$ ، می‌گذرد و استوا را در  $A$  قطع می‌کند. خط بین‌المللی تاریخ،  $PL$ ، استوارا در نقطه  $L$  قطع می‌کند و این در حالی است که نیمه جنوبی آن غیر قابل رؤیت است.

نصف النهار معیار،  $PB$ ، که به طول جغرافیایی  $\lambda^\circ$  شرقی مربوط است در نقطه  $B$  با استوا برخورد می‌کند. پس زاویه  $APB$  برابر  $\lambda^\circ$  شرقی می‌باشد.



شکل ۸-۶ زمان منطقه‌ای و تاریخ گرینویچ

فرض کنید یک روز عرفی مثلاً "سوم نوامبر از خط تاریخ شروع می‌شود. این کار هنگامی صورت می‌گیرد که زاویه ساعتی خورشید متوسط (HAMS) به ازای آن نصف النهار ۱۲ ساعت است

یعنی خورشید متوسط در نقطه  $M_1$  بالای نقطه  $A$  در روی استوا قرار دارد .  
 روز سوم نوامبر در مناطقی که دارای زمان منطقه‌ای نصف النهار معیار  $PB$  هستند آغاز نمی‌شود  
 تا این که خورشید متوسط حول کرهٔ سماوی به نقطه  $M_2$  در بالای  $D$  برسد .  $D$  در روی استوا  
 نسبت به نقطه  $B$  دارای  $۱۸۰$  درجه فاصله است .

برای نصف النهار گرینویچ و منطقهٔ زمانی صفر، روز سوم نوامبر با زهم دیرتر آغاز می‌شود  
 یعنی زمانی که خورشید متوسط بچرخد و در نقطه  $M_3$  بالای  $L$  قرار گیرد .

بنابراین تاریخ گرینویچ برابر است ساعت صفر GMT روز سوم نوامبر است .  
 اما زمان منطقه‌ای به همراه تاریخ نقطه  $B$  سوم نوامبر یا ساعت  $ZT_{\lambda}$  است زیرا شرقی  
 $\angle DPL = \angle APB = \lambda$  است .

پس رابطهٔ مورد نظر چنین است :  
 $GMT = ZT - \lambda$  شرقی

که در این رابطه مقدار  $\lambda$  بر حسب ساعت بیان شده است .  
 بادر نظر گرفتن یک نصف النهار غربی معیار مثلا " در نقطه  $F$ ، که در آن زاویه  $APF$  برابر  $\lambda$   
 غربی باشد بسادگی درمی‌یابیم که رابطهٔ زیر برقرار است :

$$GMT = ZT + \lambda \text{ غربی}$$

که  $\lambda$  بر حسب ساعت بیان می‌شود .  
 بنابراین می‌توانیم این قواعد را همچون گذشته با پذیرفتن این قرارداد که طول جغرافیایی  
 غربی مثبت است و طول جغرافیایی شرقی منفی، با یکدیگر تلفیق کنیم :

$$GMT = ZT + \lambda. \quad (۱۳ - ۸)$$

گرچه ساعت‌های معمولی زمان منطقه‌ای یک منطقه خاص را که صاحب آن ساعت در آن  
 زندگی می‌کند نشان می‌دهد، دریا نوردان کرونومترهای مخصوصی برای نگهداشتن زمان متوسط  
 گرینویچ یا زمان جهانی به کار می‌برند . این کرونومترها بسیار دقیق هستند و با بررسی متناوب  
 آنها با علائمی که در سراسر جهان ساعت را اعلام می‌کند می‌توان به خطای آنها (تند یا کند  
 بودن نسبت به GMT) و میزان آن پی برد .

تکمیل این گونه زمان‌سنج‌های دقیق در قرن هجدهم توسط جان هرینسن<sup>۱</sup> مشکل اصلی  
 و مهم دریانوردی را حل کرد . از طریق مشاهدات ضروری ستاره‌شناسی می‌توان عرض جغرافیایی  
 هر کشتی را در دریا معین کرد ( قسمت ۷ - ۶ را ملاحظه کنید )، ولی تعیین طول جغرافیایی

آن مستلزم دانستن زمان متوسط گرینویچ است. قبل از ساخته شدن کرونومترهای دریایی هریس هیچ ساعتی در روی کشتی، بدقت کار نمی کرد.

با اعمال تصحیحات در مورد عددی که کرونومتر نشان می دهد، زمان GMT به دست می آید. البته باید توجه داشت که عددی که بر روی یک کرونومتر ۱۲ ساعته خوانده می شود. دارای ابهامی است که در زمان سنجی با صفحه ۲۴ ساعتی وجود ندارد.

## ۸ - ۷ سال برجی و سال تقویمی

سالی که در زندگی روزمره بکار می رود براساس سال برجی<sup>۱</sup> پایه ریزی شده و آن فاصله زمانی بین عبورهای متوالی خورشید از نقطه اعتدال بهاری است که با  $365/2422$  روز خورشیدی متوسط برابر است. برای سهولت، سال تقویمی دارای تعداد روزهای صحیحی است که  $365$  یا  $366$  روز هستند. از هر چهار سال، یک سال را که دارای  $366$  روز است سال کبیسه<sup>۲</sup> می نامند، بجز سالهای تعیین کننده آغاز قرن (مثل سال ۱۹۰۰ بعد از میلاد) که رقمهای صدها و هزارهای آن (در این مثال، رقم ۱۹) بر عدد ۴ قابل قسمت نیست. این قوانین تشکیل سال عرفی متوسط را می دهند که با  $365/2425$  روز خورشیدی متوسط برابر است و با تعداد روزهای خورشیدی متوسط در یک سال برجی کاملاً<sup>۳</sup> نزدیک است.

تقویمی که اکنون استفاده می شود تقویم گریگوری است که در بالاتر توضیحاتی درباره آن گفتیم و در سال ۱۵۸۲ توسط پاپ گریگوری ارائه شد. قبل از آن تقویم ژولینی به کار می رفت که از هر چهار سال، یک سال را به نام سال کبیسه می خواندند و دارای  $366$  روز بود و ۲۹ فوریه آن سال روز اضافی محسوب می شد.\* با این کار، مقدار میانگین روزهای سال عرفی  $365/25$  روز خورشیدی متوسط شد. اختلاف بین این رقم و طول سال برجی ( $365/2422$  روز خورشیدی متوسط) تا سال ۱۵۸۲ به مقدار قابل ملاحظه ای یعنی بیش از دوازده روز رسیده بود، تا این که با پیدایش تقویم گریگوری این خطا از بین رفت.

متأسفانه، موانع سیاسی و مذهبی سبب شد استفاده از این تقویم در کشورهای مختلف در دورانهای متفاوت به اجرا درآید. مثلاً<sup>۴</sup> این تغییر در بریتانیای کبیر در سال ۱۷۵۲ م. صورت گرفت که طبق مصوبه مجلس در سال ۱۷۵۱ م. اعلام شد که سال ۱۷۵۲ به جای ۲۵

1- Tropical Year

2- Leap Year

\* اکنون هم در جوامعی که سالنمای رسمی را جشنان به مبدأ میلاد مسیح و براساس تقویم گریگوری است، فوریه ۲۸ روزی است که هر چهار سال یک بار (در کبیسه) ۲۹ روزی می شود. مترجم

مارس (در انگلستان رسم بر این بود) باید از روز اول ژانویه آغاز شود و روز بعد از دوم سپتامبر سال ۱۷۵۲، روز چهاردهم سپتامبر باشد و بدین طریق ۱۱ روز از سال حذف می‌شد. این تغییر در روسیه خیلی دیرتر رخ داد و بر اساس احتساب کشورهای که تقویم گریگوری را به کار می‌برند، انقلاب اکتبر سال ۱۹۱۷ م. در ماه نوامبر رخ داده است.

## ۸-۸ تاریخ ژولینی

ناهماهنگیهای موجود در تقویم کنونی ( ماههای نابرابر و تاریخ متفاوت روزهای هفته هر سال نسبت به سالهای دیگر ) و تغییرات ناشی از تبدیل تقویم ژولینی به گریگوری، اندازه‌گیری زمان مشاهداتی را که در فاصله چندین سال صورت گرفته‌اند. مشکل می‌سازد. به علاوه، اگر بتوانیم لحظه مشاهده ستارگان متغیر را پس از مبدأ معینی برحسب روز و کسری از روز بیان کنیم، مفید خواهد بود. بنابراین، برای سهولت محاسبه در این گونه موارد و رفع ابهام، سیستم شماره روز ژولینی متداول شد. روز اول ژانویه سال ۴۷۱۳ قبل از میلاد را به عنوان تاریخ آغاز این سیستم برگزیدند و زمان را از آن مبدأ (ظهر متوسط روز اول ژانویه سال ۴۷۱۳ قبل از میلاد) تاکنون با تعداد روزهایی که سپری شده می‌سنجند. تاریخ ژولینی را به ازای هر روز از سال در سالنمای نجومی ارائه می‌کنند. جدولهایی، نیز وجود دارد که می‌توان با آنها تاریخ ژولینی را برای هر روز از هر سال محاسبه کرد.

مثلاً "تاریخ ژولینی روز ۲۴ ژوئن ۱۹۶۲ م. هنگامی که روز ۲۴ ژوئن آغاز می‌شود ۲۴۳۷۸۳۹/۵ می‌باشد، درحالی‌که زمان انجام یک مشاهده در ساعت ۱۸ زمان متوسط گرینویچ روز ۲۴ ژوئن ۱۹۶۲ م. رقمی برابر با  $JD = 2437840/25$  است.

می‌توان زمان را برحسب قرنهای ژولینی که هر یک دقیقاً "۳۶۵۲۵ روز دارند اندازه گرفت. اطلاعات مداری ماهواره‌های مصنوعی زمینی اغلب به مبدأهایی مربوط می‌شود که برحسب شماره‌های تاریخ اصلاح شده ژولینی بیان می‌شوند و نقطه شروع ( صفر ) این سیستم روز ۱۷/۰ نوامبر سال ۱۸۵۸ م. است. پس:

روز ۲۴۰۰۰۰۰/۵ - تاریخ ژولینی = تاریخ اصلاح شده ژولینی

## ۸-۹ زمان زیجی

دو زمان خورشیدی متوسط و نجومی برچرخش زمین به دور محورش پایه‌ریزی شده است. تقریباً تا زمانهای اخیر چنین می‌پنداشتند که به غیر از افزایش کند و دیرپای موجود در دوره تناوب گردش زمین که ناشی از اصطکاک جذر و مدی است، دوره تناوب چرخش زمین یکنواخت بوده است. اصطکاک جذر و مدی که در نتیجه اثر گرانشی ماه پدید می‌آید همچون

ترمزی در مقابل چرخش زمین عمل می‌کند.

تکمیل و کاربرد ساعت‌های بسیار دقیق آشکار کرد که سایر تغییرات، طی دوره تناوب چرخش زمین رخ می‌دهد. به طور کلی، این تغییرات جزئی ناگهانی رخ می‌دهند و قابل پیش بینی نیستند. چون زمان جهانی بر پایه مشاهده عبور اجرام سماوی از زمین، یعنی کره‌ای که چرخش نامنظم دارد، صورت می‌گیرد لذا این زمان با زمان علمی که بطور یکنواخت سپری می‌شود فرق دارد. این زمان، زمان نیوتنی علم مکانیک سماوی است. مکانیک سماوی شاخه‌ای از علم ستاره‌شناسی است که درباره حرکت‌های خورشید، ماه و سیارات بحث می‌کند و آنها را پیش‌بینی می‌نماید. از این رو، مواضع آنها که در زیجها (جدول‌های پیش‌بینی مواضع اجرام سماوی) درج می‌شود و بر پایه نظریه‌های مکانیک سماوی استوار است به زمان زیجی وابسته است.

مقدار زمان زیجی در یک لحظه معین با انجام مشاهدات بسیار دقیقی از تغییرات ناگهانی طول سماوی خورشید، ماه و سیارات امکان پذیر است که این تغییرات ناگهانی از تغییرات مشابهی در میزان چرخش زمین ناشی می‌شود. تخمین زده‌اند که برای تعیین زمان زیجی با دقت یک در  $10^1$  به مشاهداتی بیش از پنج سال درباره ماه نیاز است. در عمل، از ساعت‌های اتمی برای به دست آوردن مقادیر تقریبی زمان زیجی استفاده می‌شود که سرانجام مقادیر به دست آمده را با مشاهدات نجومی طولانی و پی‌درپی تصحیح می‌کنند. کمیتی که در حقیقت به دست می‌آید  $\Delta T$  است که برابر است با:

$$\Delta T = \text{زمان جهانی} - \text{زمان زیجی}$$

مقادیر این کمیت در سالنمای نجومی فهرست‌بندی شده است. در حال حاضر (سال ۱۹۸۲) مقدار آن حدود ۵۳ ثانیه است و هر سال تقریباً یک ثانیه به آن افزوده می‌شود. رابطه بین زمان زیجی و زمان بین‌المللی اتمی (TAI) را که بر اساس تجزیه و تحلیل دقیق فرآیندهای اتمی پایه‌ریزی شده برای موارد عملی چنین فرض می‌کنند:

$$ET = TAI + ۳۲/۱۸۴ \text{ ثانیه}$$

## ۸-۱۰ مناطق جغرافیایی زمین

اکنون به آسانی می‌توانیم دریابیم که چرا سطح زمین را به مناطق مشخصی که در شکل ۸-۷ با مدارهای میل  $۲۷^\circ$ ،  $۲۳^\circ$ ،  $۳۳^\circ$ ،  $۶۶^\circ$  نسبت به شمال و جنوب استوا نشان داده شده، تقسیم کرده‌اند. به علاوه، می‌فهمیم که چرا مناطق و مدارها را به طریقی که وجود دارند

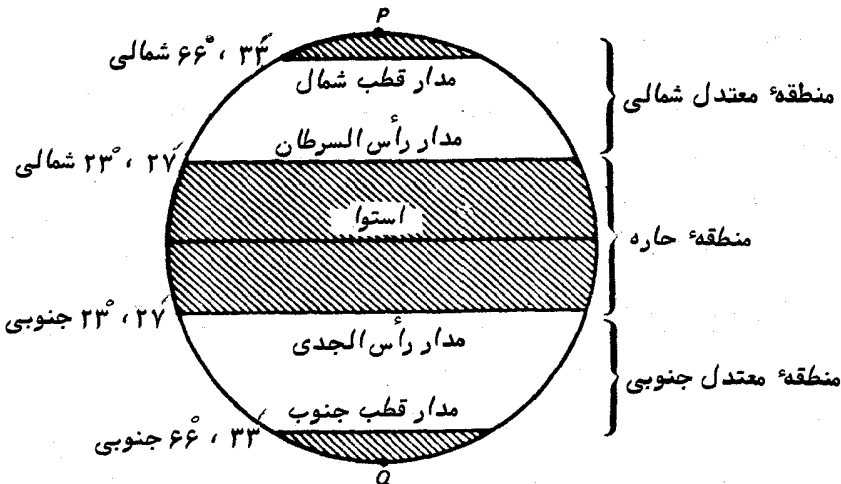
نامگذاری کرده‌اند .

در منطقه حاره که با مدارهای رأس السرطان و رأس الجدی محدود شده است خورشید در دو روز از سال در سمت الرأس یا خیلی نزدیک به سمت الرأس ناظر واقع می‌شود .  
اگر عرض جغرافیایی ناظر عددی کوچکتر از  $۲۷'$  و  $۲۳^\circ$  ( تمایل دایرة البروج ،  $۴$  ، و حداکثر میل خورشید ) باشد ، هر سال دو موقعیت پیش می‌آید که رابطه زیر برقرار شود :

$$۹۰ - \phi = ۹۰ - \delta$$

در این رابطه ،  $\delta$  میل خورشید است ( شکل ۸ - ۸ را ملاحظه کنید ) .

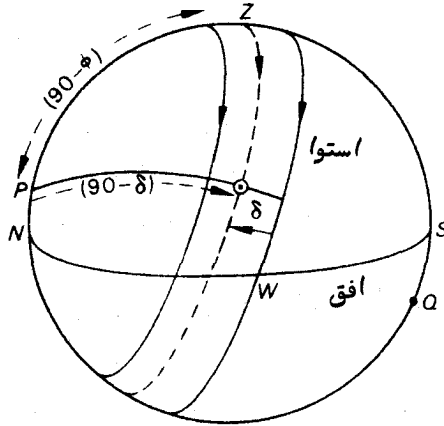
موارد نهایی هنگامی رخ می‌دهند که عرض جغرافیایی ناظر  $۲۷'$  ،  $۲۳^\circ$  شمالی (مدار رأس - السرطان) و  $۲۷'$  ،  $۲۳^\circ$  جنوبی ( مدار رأس الجدی ) است . برای این که خورشید از سمت الرأس ناظری در عرض جغرافیایی  $۲۷'$  ،  $۲۳^\circ$  شمالی بگذرد باید خورشید حداکثر میل شمالی خود را دارا باشد و این موقعیت در  $۲۱$  ژوئن هنگامی که خورشید در برج سرطان واقع است رخ می‌دهد . به طور مشابه ، برای ناظر که در عرض  $۲۷'$  ،  $۲۳^\circ$  جنوبی قرار دارد خورشید برای عبور از سمت الرأس وی باید دارای حداکثر میل جنوبی خود باشد . این موقعیت در روز  $۲۱$  دسامبر هنگامی که خورشید در برج جدی واقع است پدید می‌آید .



شکل ۸ - ۷ مناطق جغرافیایی



در منطقه محصور بین مدار قطب شمال ( عرض جغرافیایی  $۶۶^{\circ}۳۳'$  شمالی ) و قطب شمال ، خورشید برای مدت حداقل ۲۴ ساعت در قسمتی از سال ، زیر افق باقی می‌ماند و در قسمت دیگر سال و شش ماه بعد برای مدت حداقل ۲۴ ساعت در بالای افق خواهد بود .



شکل ۸-۸ شرایطی که خورشید می‌تواند طی آن در بالای سر قرار گیرد

هرگاه عرض ناظر،  $\phi$  ، از مقدار  $۶۶^{\circ}۳۳'$  شمالی بیشتر باشد ، مدارهای حداکثر شمالی (AB) و حداکثر جنوبی (CD) خورشید به ترتیب بالا و پایین افق قرار خواهند گرفت که در شکل ۸-۹ این موضوع نشان داده شده است .

فرض کنید میل خورشید مثبت باشد . در این حال ،  $\angle NWL = ۹۰ - \phi$  است به طوری که میل نهایی خورشید که طی آن در بالای افق خواهد ماند و غروب نخواهد کرد  $\delta_c$  شمالی است ، که از رابطه زیر به دست می‌آید :

$$\delta_c = ۹۰ - \phi \text{ شمالی}$$

پس دوره تناوب سالانه‌ای که طی آن ، میل خورشید ،  $\delta$  دارای مقادیر زیر است ، دوره‌ای است که در خلال آن خورشید هیچ‌گاه حتی در نیمه شب نیز غروب نمی‌کند :

$$۲۷^{\circ}۲۳' \text{ شمالی} \leq \delta \leq \delta_c \text{ شمالی}$$

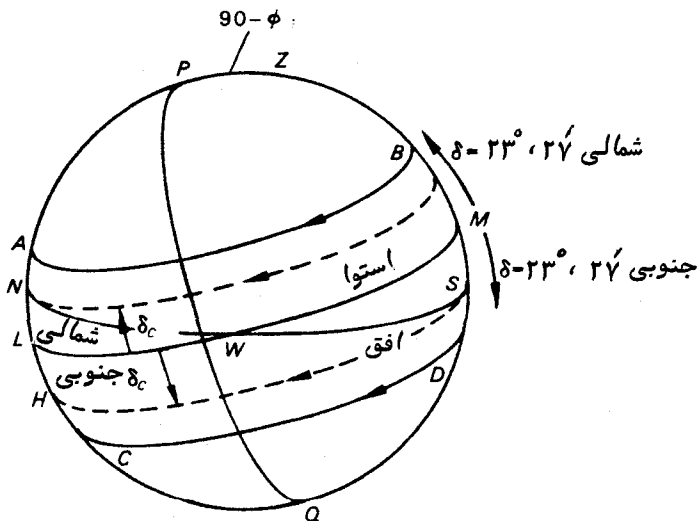
این پدیده‌ای است که به نام خورشید نیمه شب مشهور است . واضح است که روز ۲۱ ژوئن در

میانۀ این دورۀ واقع است .

طبق شکل ۸-۹ بسهولت می‌بینیم در صورتی که میل خورشید دارای مقادیری بین  $\delta_c$  جنوبی و  $27^\circ$ ،  $23^\circ$  جنوبی باشد، خورشید زیر افق باقی خواهد ماند. دوباره، مقدار عددی  $\delta_c$  جنوبی از رابطه زیر به دست می‌آید:

$$\delta_c = 90 - \phi$$

این مدت زمان را که خورشید طلوع نمی‌کند به نام شب قطبی<sup>۱</sup> می‌شناسند که حدود روز ۲۱ دسامبر یعنی زمانی که در نیمکره شمالی انقلاب زمستانی است، صورت می‌گیرد. کاملاً واضح است که پدیده‌های مذکور برای شخصی که در عرضهای جنوبی‌تر از مدار قطب جنوب ( $33^\circ$ ،  $66^\circ$  جنوبی) قرار دارد قابل رؤیت است، گرچه تاریخ‌روز میانی پدیده خورشید نیمه شب، ۲۱ دسامبر باشد و تاریخ ۲۱ ژوئن در اواسط فاصله زمانی که خورشید هیچ‌گاه دیده نمی‌شود قرار خواهد داشت. در قطب شمال و قطب جنوب، مدت شش ماه مداوم خورشید در بالای افق می‌ماند و شش ماه بعد را در زیر افق سپری خواهد کرد که نه طلوع می‌کند و نه غروب.



شکل ۸-۹ شرایط لازم برای خورشید نیمه شب و شب قطبی

## ۸-۱۱ فصول سال

زمان را بر اساس سپری شدن فصول نیز می‌سنجند. بهار، تابستان، پاییز و زمستان پیوسته در زندگی و فلسفه زیستن بشر تأثیر فراوانی داشته همان طور که این فصول به زمان کاشت و برداشت، آب و هوای خوب یابد و طول روز بستگی دارند. این پدیده‌ها، البته مستقیماً به عبور خورشید از دایرة البروج مربوطند.

در نیمکره شمالی فصول بهار، تابستان، پاییز و زمستان به ترتیب با رسیدن خورشید به اعتدال بهاری، انقلاب تابستانی، اعتدال پاییزی و انقلاب زمستانی آغاز می‌شود.

بنابراین در بهار زاویه بعد خورشید از صفر ساعت تا ۶ ساعت افزایش می‌یابد در حالی که میل آن از صفر درجه تا  $۲۷^\circ$  و  $۲۳^\circ$  شمالی زیاد می‌شود.

در تابستان مقدار  $RA \odot$  از ۶ ساعت تا ۱۲ ساعت افزایش می‌یابد و میل آن از  $۲۷^\circ$ ،  $۲۳^\circ$  شمالی تا صفر کاسته می‌شود.

در پاییز، مقدار  $RA \odot$  از ۱۲ ساعت تا ۱۸ ساعت افزایش یافته و میل آن از صفر تا  $۲۷^\circ$ ،  $۲۳^\circ$  جنوبی تغییر می‌کند.

در زمستان زاویه بعد خورشید،  $RA \odot$  از ۱۸ ساعت تا ۲۴ ساعت افزایش می‌یابد در حالی که میل آن از  $۲۷^\circ$ ،  $۲۳^\circ$  جنوبی تا صفر درجه تنزل می‌کند که از آنها فصل بهار دوباره آغاز می‌شود.

در نیمکره جنوبی، پاییز حدود روز ۲۱ مارس یعنی هنگامی که میل خورشید از جنوب به شمال تغییر می‌یابد، آغاز می‌شود. فصول پاییز، زمستان، بهار و تابستان به همان ترتیبی

که یکدیگر را در نیمکره شمالی دنبال می‌کنند در نیمکره جنوبی نیز به دنبال هم می‌آیند. چون میزان افزایش زاویه بعد یکنواخت نمی‌باشد، طول فصول نیز برابر نیست. طول

آنها را با در نظر گرفتن رابطه خورشید متوسط با خورشید می‌توان محاسبه کرد. قبلاً داشتیم که:

$$\mathcal{E} = \text{RAMS} - RA \odot, \quad (3-8)$$

در این فرمول  $\mathcal{E}$  معادله زمان است.

فرض کنید مقادیر معادله زمان در ابتدا و انتهای بهار  $\mathcal{E}_1$  و  $\mathcal{E}_2$  باشند و مقادیر RAMS در این اوقات  $R_1$  و  $R_2$  باشد. مقادیر زاویه بعد معادل طبق تعریف صفر ساعت و ۶ ساعت است. پس طبق معادله (۳-۸) داریم:

$$\mathcal{E}_1 = R_1 - \text{ساعت } 0$$

$$\mathcal{E}_2 = R_2 - \text{ساعت } 6$$

دو معادله بالا را می‌توان چنین نوشت :

$$R_2 - R_1 = \mathcal{E}_2 - \mathcal{E}_1 + ۶ \quad \text{ساعت}$$

اما مقدار افزایش زاویه بعد خورشید متوسط ۲۴ ساعت در  $\frac{1}{4}$  ۳۶۵ روز است . بنابراین طول فصل بهار بر حسب روز از این عبارت به دست می‌آید :

$$\left( \frac{\mathcal{E}_2 - \mathcal{E}_1 + ۶}{۲۴} \right) \times ۳۶۵ \frac{1}{۴} \quad (۱۴-۸)$$

مقادیر معادله زمان را که ۱ ثانیه دقت دارند می‌توان از تقویم نجومی استخراج کرد . با استفاده از معادله (۸-۸) که در پایین آورده‌ایم :

$$\text{معادله زمان} - ۱۲ = \text{عبور زیجی} \quad (۸-۸) \quad \text{ساعت}$$

و استخراج مقادیر عبور زیجی از تقویم نجومی به ازای زمانهایی که میل خورشید صفر درجه ، یعنی حدود ۲۱ مارس و ۲۷، ۲۳° در انقلاب تابستانی است ، در می‌یابیم که :

$$\mathcal{E}_2 - \mathcal{E}_1 = \begin{matrix} \text{ثانیه} \\ \text{دقیقه} \end{matrix} \quad \begin{matrix} ۵۴ \\ ۵ \end{matrix}$$

سپس می‌توان معادله (۱۴-۸) را محاسبه کرد و در می‌یابیم که مدت بهار در نیمکره

شمالی ۲/۲۵ و ۹۲ است .  
ساعت روز

جدول زیر مدت چهار فصل را در نیمکره شمالی ارائه می‌کند :

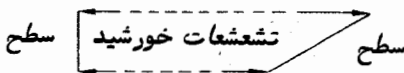
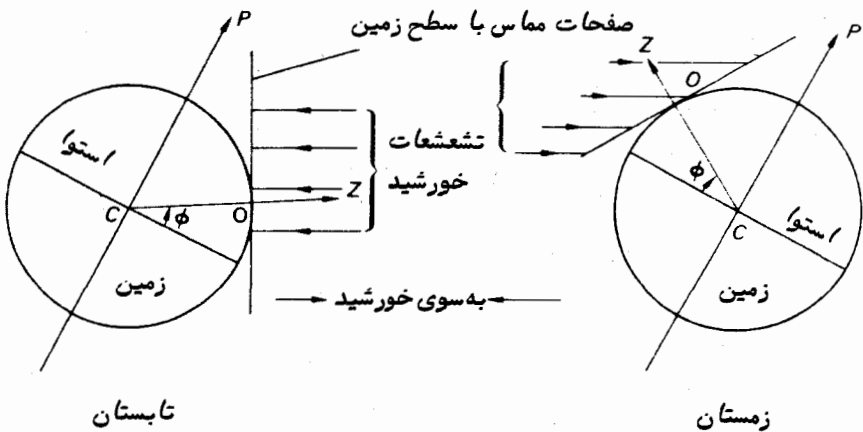
جدول ۸-۳ مدت فصلهای مختلف در نیمکره شمالی

فصل	تعداد روز	تعداد ساعت
بهار	۹۲	۲۰/۲
تابستان	۹۳	۱۴/۴
پاییز	۸۹	۱۸/۷
زمستان	۸۹	۰/۵

مقدار گرمای رسیده از خورشید و دمای متوسط روزانه با فاصله متغیر زمین نسبت به خورشید ارتباط چندانی ندارد. در حقیقت در نیمکره شمالی فاصله زمین از خورشید در تابستان بیشتر از زمستان است. عوامل مهمی که در پدیده گرمادهی خورشید در سراسر سال مؤثرند تعداد ساعات روشنایی هر روز و ارتفاع نصف النهاری خورشید است.

در قسمت (۷-۱۱) کتاب دیدیم که هرگاه میل خورشید،  $\delta$ ، مثبت باشد مثلاً " فصل بهار و تابستان، تعداد ساعات روشنایی روز از دوازده بیشتر است و همزمان با تمایل  $\delta$  به حداکثر مقدار شمالی آن در حوالی روز ۲۱ ژوئن تعداد ساعاتی روشنایی نیز بیشتر می شود. برعکس هنگامی که  $\delta$  منفی است مثلاً " ایام پاییز و زمستان، ساعات روشنایی روز به کمتر از ۱۲ ساعت و حدود روز ۲۱ دسامبر که  $\delta$  حداکثر میل جنوبی را دارد این ساعات به کمترین مقدار خود می رسد.

ارتفاع نصف النهاری خورشید در بهار و تابستان بلندتر از پاییز و زمستان است. بنابراین تشعشعات گرم خورشید در بهار و تابستان بطور مستقیم تری نسبت به پاییز و زمستان به سطح زمین می تابند ( شکل ۸-۱۰) و نتیجه می گیریم که پرتوی از خورشید با سطح مقطع معین بر سطح کوچکتر، گرمای بیشتری تولید می کند. بسادگی می توان دریافت که مقدار انرژی رسیده به



شکل ۸-۱۰ نحوه گرم شدن سطح زمین

هر واحد سطح با  $(\phi - \delta)$   $\cos$  متناسب است .

علاوه بر این ، در قسمت ( ۲۱ - ۷ - ۳ ) کتاب خواهید دید که جو زمین تشعشعات ورودی را جذب می‌کند و به مجرد این که ارتفاع منبع حرارتی کاهش یابد بر مقدار جذب افزوده می‌شود . در نتیجه ، کسر بزرگتری از تشعشعات گرمایی خورشید در ماههای زمستان نسبت به تابستان در اثر پدیده جذب تلف می‌شود .

## ۸ - ۱۲ بین‌الطوعین

تنها یک پدیده وجود دارد که قسمتی از شبانه روز را که به روشنایی روز مربوط می‌شود طولانی‌تر می‌سازد و در مراحلی که به مشاهدات نجومی مربوط است نقش مهمی دارد .

کمی از نور خورشید حتی بعد از غروب آن به ناظر می‌رسد که نتیجه پراکندگی و انعکاس نور توسط جو زمین است . هرچه خورشید بیشتر به زیر افق می‌رود ، از شدت این نور کاسته می‌شود . این پدیده را بین‌الطوعین می‌نامند و به بین‌الطوعین عرفی و دریایی یا نجومی تقسیم‌بندی می‌کنند . می‌گویند که بین‌الطوعین عرفی هنگامی پایان می‌یابد که مرکز خورشید ۶ درجه زیر افق قرار بگیرد و بین‌الطوعین دریایی هنگامی خاتمه می‌یابد که مرکز خورشید ۱۲ درجه زیر افق باشد و بین‌الطوعین نجومی در حالی ناپدید می‌شود که مرکز خورشید ۱۸ درجه زیر افق قرار گیرد . همین تعاریف برای بین‌الطوعین صبحگاهی صادق است . بنابراین مثلاً " بین‌الطوعین عرفی صبحگاه ، وقتی آغاز می‌شود که مرکز خورشید ۶ درجه زیر افق باشد .

از نظر ستاره‌شناسی ، بین‌الطوعین پدیده‌های مزاحم است زیرا اغلب مانع مشاهده اجرام سماوی خیلی کم نور می‌شود . در زیر خواهیم دید که طی مدتی از سال در برخی از عرضهای جغرافیایی ، بین‌الطوعین در تمامی شب ادامه دارد و فلق صبحگاهی با شفق شامگاهی یکی می‌شود زیرا در تمام ساعات شب ، مرکز خورشید با زاویه‌ای کمتر از ۱۸ درجه در زیر افق قرار دارد .

با دوبار محاسبه اختلاف بین زوایای ساعتی مرکز خورشید هنگامی که ۱۸ درجه زیر افق قرار دارد و زمانی که بر روی افق منطبق است ، می‌توان به مدت زمان نسبتاً " دقیق بین‌الطوعین دست یافت .

در شکل ۸ - ۱۱ فرض کنید  $H_1$  مقدار زاویه ساعتی خورشید هنگامی که مرکز آن در  $X$  ورودی افق قرار دارد و  $H_2$  مقدار زاویه ساعتی خورشید زمانی که مرکز آن در  $Y$  و ۱۸ درجه زیر افق است ، باشد . میل آن  $\delta_{\odot}$  شمالی و عرض جغرافیایی ناظر  $\phi$  است . پس :

$$PZ = 90 - \phi; \quad PX = PY = 90 - \delta_{\odot} \quad , \quad ZX = 90^{\circ} \quad , \quad ZY = 108^{\circ}$$

با استفاده از فرمول کسینوس ، در  $\Delta PZX$  داریم :

$$\cos 90 = \cos(90 - \phi) \cos(90 - \delta_0) + \sin(90 - \phi) \sin(90 - \delta_0) \cos H_1,$$

که خلاصه آن چنین می شود :

$$\cos H_1 = -\tan \phi \tan \delta_0.$$

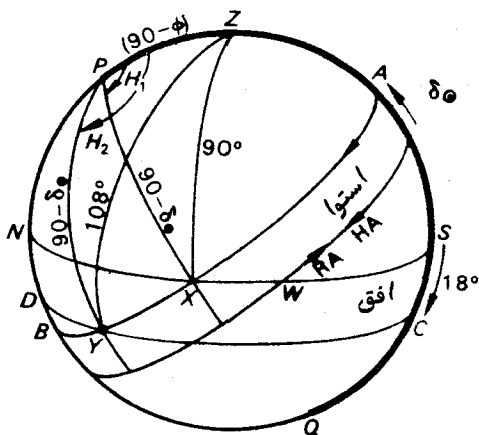
مجدداً با استفاده از فرمول کسینوس در مورد  $\Delta PZY$  داریم :

$$\cos 108 = \sin \phi \sin \delta_0 + \cos \phi \cos \delta_0 \cos H_2$$

یا :

$$\cos H_2 = \frac{\cos 108 - \sin \phi \sin \delta_0}{\cos \phi \cos \delta_0}.$$

بنابراین مدت زمان بین الطولعین نجومی از رابطه  $H_2 - H_1$  به دست می آید . همان طور که می بینید مدت زمان بین الطولعین به میل خورشید و عرض جغرافیایی ناظر بستگی دارد .



شکل ۸ - ۱۱ محاسبه بین الطولعین

مورد نهایی یعنی هنگامی که شفق شامگاهی با آغاز فلق صبحگاهی پایان می گیرد ، در صورتی رخ می دهد که نقطه  $B$  در شکل ۸ - ۱۱ با نقطه  $D$  مصادف شود یعنی مرکز خورشید هنگام نیمه شب ظاهری درست ۱۸ درجه زیر افق قرار داشته باشد . برای رخ دادن این مورد باید  $ZB = 108^\circ$  باشد . اما :

$$ZB = ZP + PB,$$

یا:

$$108^\circ = 90 - \phi + 90 - \delta_0$$

یا:

$$\delta_0 = 72 - \phi. \quad (15-8)$$

اگر به‌ازای عرض شمالی معینی مثل  $\phi$  شمالی، میل خورشید برابر یا بزرگتر از مقدار  $\delta$  باشد که در معادله ۸-۱۵ آمده است، بین الطلوعین در تمام شب پدیدار خواهد بود. بنابراین در عرضهای شمالی خیلی بالا در قسمتی از سال حدود روز ۲۱ ژوئن، این پدیده به شرایط مشاهده ستارگان آسیب می‌رساند.

البته در عرضهای جنوبی خیلی بالا مدت زمان مشابهی حوالی روز ۲۱ دسامبر وجود دارد.

مثال ۸-۳ یک ستاره شناس در ساعت ۱۰ و ۲۵ دقیقه و ۳۰ ثانیه زمان جهانی روز ۴ آوریل سال ۱۹۶۵ میلادی به مشاهده کاینات می‌پردازد. وی در طول جغرافیایی  $30^\circ$  و  $96^\circ$  غربی قرار دارد. با مراجعه به تقویم نجومی\* در می‌یابد که زمان نجومی گرینویچ در ساعت صفر زمان جهانی روز ۴ آوریل ۱۲ ساعت و ۴۸ دقیقه و ۲۴ ثانیه است. زمان نجومی محلی مربوط به مشاهده را محاسبه کنید.

ما محاسبات را به دو بخش تقسیم می‌کنیم.

(۱) - زمان GST مربوط به مشاهده را به دست آورید.

برای اینکار می‌بینیم که مشاهده در ساعت ۱۰ و ۲۵ دقیقه و ۳۰ ثانیه زمان جهانی صورت گرفته و ما زمان GST معادل ساعت صفر زمان جهانی را می‌دانیم. پس مدت زمانی را که باید از زمان خورشیدی متوسط به زمان نجومی تبدیل کرد برابر است با:

$$\begin{array}{ccccccc} \text{ثانیه} & \text{دقیقه} & \text{ساعت} & \text{ساعت} & \text{ثانیه} & \text{دقیقه} & \text{ساعت} \\ 30 & 25 & 10 & = & 0 & - & 30 \\ \hline & & & & & & 10 \end{array}$$

و ۲۵ و ۳۰ دقیقه و ۱۰ ساعت

با استفاده از جدول ۸-۱ چنین ادامه می‌دهیم:

\* تقویم نجومی نامی است که بین سالهای ۱۹۶۰ و ۱۹۸۰ میلادی به سالنمای نجومی اطلاق می‌شده است.



زمان نجومی	ثانیه	دقیقه ساعت	ثانیه	ساعت	ساعت	زمان خورشیدی متوسط
	۳۸/۵۶۵ و ۱۰	=	۹۸/۵۶۵	۱۰	=	۱۰
زمان نجومی	ثانیه	دقیقه	ثانیه	دقیقه	دقیقه	زمان خورشیدی متوسط
	۴/۱۰۷ و ۴۵	=	۴/۱۰۷	۲۵	=	۲۵
زمان نجومی	ثانیه	ثانیه	ثانیه	ثانیه	ثانیه	زمان خورشیدی متوسط
	۳۰/۰۸۱	=	۰/۰۸۱	۳۰	=	۳۰

زمان نجومی      ثانیه ۱۲/۷۵۳ و ۲۷ و ۱۰ دقیقه ساعت

حال ، رقم ثانیه را به نزدیکترین رقم آن گرد می‌کنیم . بدین ترتیب :

ثانیه دقیقه ساعت      ثانیه دقیقه ساعت  
 زمان نجومی ۱۳ و ۲۷ و ۱۰ = ۱۰ و ۲۵ ۳۰ = ۱۰ و ۲۵ ۳۰      زمان خورشیدی متوسط

از این رو ، زمان مشاهده برحسب GST چنین خواهد بود :

ثانیه دقیقه ساعت      ثانیه دقیقه ساعت      ثانیه دقیقه ساعت  
 ۳۷ و ۱۵ و ۲۳ = ۲۴ و ۴۸ و ۱۲ + ۱۳ و ۲۷ و ۱۰

(۲) - از زمان GST و طول جغرافیایی ناظر ، زمان LST را محاسبه کنید .

با استفاده از معادله ( ۸-۲ ) داریم :

$$GST = LST + \lambda$$

طبق جدول ۶-۱ عرض جغرافیایی ۳۰° و ۹۶° غربی را به ساعت ، دقیقه و ثانیه تبدیل می‌کنیم . پس :

دقیقه ساعت      دقیقه دقیقه ساعت      دقیقه ساعت  
 ۲۶ و ۶ = ۲ + ۲۴ + ۶ = ۳۰ + ۶ + ۹ = ۳۰ و ۹

ضمن یادآوری عبارت " طول غربی ، گرینویچ بیشتر " چنین می‌نویسیم :

زمان GST      ثانیه دقیقه ساعت  
 ۳۷ و ۱۵ و ۲۳

طول جغرافیایی (غربی) ۵ و ۲۶ و ۶

۳۷ و ۱۶ و ۴۹

زمان LST

مثال ۸ - ۴ یک ملاح کشتی در منطقه ۹ - و در زمان منطقه‌ای تقریبی ساعت ۳ و ۸ دقیقه روز ۴ مارس به مشاهده خورشید می‌پردازد. طبق زمان سنج کشتی، زمان مشاهده ساعت ۱۸ و ۱۲ دقیقه و ۴ ثانیه است. این زمان سنج ۲ دقیقه و ۱۴ ثانیه از زمان متوسط گرینویچ جلوتر می‌رود. تاریخ صحیح گرینویچ را محاسبه کنید.

اولین مرحله، یافتن مقدار تقریبی تاریخ گرینویچ (GD) است. از این رو:

روز ۴ مارس	ثانیه ۰ و ۸ و ۳	دقیقه ۳ و ۸ و ۳	ساعت ۳ و ۸ و ۳	زمان منطقه‌ای تقریبی منطقه شرقی
			-۹	

تاریخ تقریبی گرینویچ (GD) ۰ و ۸ و ۱۸ ۳ مارس

توجه کنید که چون منطقه شرقی است مقدار GD کمتر است، به طوری که باید ۹ ساعت را کم کرد. برای انجام این کار، فرض می‌کنیم زمان منطقه‌ای تقریبی ساعت ۲۷ و ۸ دقیقه و ۰ ثانیه روز ۳ مارس باشد. حال مقدار خطای زمان سنج را در نظر می‌گیریم:

زمان ثبت شده توسط زمان سنج کشتی	ثانیه ۴ و ۱۲ و ۱۸	دقیقه ۱۸ و ۱۲ و ۱۸	ساعت ۱۸ و ۱۲ و ۱۸
خطا (جلو می‌رود)	۲ و ۱۴		

تاریخ صحیح گرینویچ ۵۰ و ۹ و ۱۸ ۳ مارس

روز " سوم مارس " از تاریخ تقریبی گرینویچ به دست آمده است. اگر صفحه زمان سنج ۱۲ ساعتی بود، زمانی را که نشان می‌داد ساعت ۶ و ۱۲ دقیقه و ۴ ثانیه می‌بود. مقدار تقریبی تاریخ گرینویچ (GD) به ملاح گوشزد می‌کرد که ۱۲ ساعت به زمانی که زمان سنج نشان می‌دهد اضافه کند.

مثال ۸ - ۵ مسافری در روی یک کشتی بخاری مسافربر بابرگزاری مجلس شبانه‌ای سالروز تولدش جشن می‌گیرد. روز جشن ۱۸ ژوئن و کشتی در منطقه ۱۲ - است. در زمان منطقه‌ای ۲۳ ساعت و ۳۶ دقیقه روز ۱۸ ژوئن از خط بین‌المللی تاریخ می‌گذرد. ثابت کنید که این مسافر می‌تواند به طور منطقی جشن تولد دیگری برای همان سالروز تولدش برپا کند.

درست قبل از عبور از خط، زمان منطقه‌ای چنین بود  
 دقیقه ۳۶ و ساعت ۲۳ ۱۸ ژوئن  
 منطقه چنین بود  
 - ۱۲

پس تاریخ گرینویچ چنین بود  
 دقیقه ۳۶ و ساعت ۱۱ ۱۸ ژوئن  
 بلافاصله بعد از عبور از خط، منطقه چنین است  
 + ۱۲

بنابراین زمان منطقه‌ای عبارت است از : ۱۷ ژوئن دقیقه ۳۶ و ساعت ۲۳

پس با عبور از خط تاریخ در جهت شرق به غرب ، روز ۱۸ ژوئن ، ۱۷ ژوئن می‌شود و وقتی که مسافر صبح روز بعد برمی‌خیزد دوباره سالگرد تولد وی است .

مثال ۸-۶ زاویه ساعتی خورشید را برای ناظری که در عرض جغرافیایی ۴۰° و ۱۰۳° غربی واقع است حساب کنید . وی به ثبت زمان خورشیدی متوسط منطقه ۷+ مشغول است و در ساعت ۱۶ و ۳۰ دقیقه زمان منطقه‌ای تقریبی روز اول ژوئن به مشاهده خورشید می‌پردازد . زمان کرونومتر ۲۳ ساعت و ۳۱ دقیقه و ۲۰ ثانیه و خطای آن ۱ دقیقه و ۱۰ ثانیه است که نسبت به GMT عقب می‌رود. زمان عبور زیجی خورشید به ازای اول ژوئن ، ساعت ۱۱ و ۵۷ دقیقه و ۴۱ ثانیه بوده است ( این رقم از تقویم نجومی استخراج شده است ) .  
 طبق معادله ( ۸ - ۹ ) داریم :

$$GHA_{\odot} = GHAMS + \text{عبور زیجی} - ۱۲ \text{ ساعت}$$

پس :

$$GHA_{\odot} = GHAMS + \text{ثانیه} ۱۹ \text{ و دقیقه} ۴ \text{ ( الف )}$$

مطابق طرح زیر به محاسبات ادامه می‌دهیم :

روز	ساعت	ثانیه	دقیقه	زمان منطقه‌ای تقریبی	زمان منطقه
اول ژوئن	۱۶	۳۰	۰ +		
	۷				

اول ژوئن	۲۳	۳۰	۰	تاریخ تقریبی گرینویچ (GD)	
				با استفاده از معادله ( ۸ - ۱۳ )	

	۲۳	۳۱	۲۰ +	زمان کرونومتر خطا ( عقب می‌رود )
		۱	۱۰	
اول ژوئن	۲۳	۳۲	۳۰	تاریخ صحیح گرینویچ
	۱۱	۳۲	۳۰ +	با استفاده از معادله
			۲	مقدار ( ۱۲ - ۸ )
			۱۹	GHAMS چنین است
	۱۱	۳۴	۴۹ -	مقدار $GHA \odot$ با
				استفاده از معادله ( الف )
	۶	۵۴	۴۰	طول جغرافیایی غربی
	۴	۴۰	۹	زاویه ساعتی خورشید
				$( HA \odot )$ با استفاده از
				معادله ( ۲ - ۸ )

در دو خط مانده به پایان محاسبات ، طول جغرافیایی را بدین گونه تبدیل کرده ایم :

$$۴۰' و ۵۴' و ۱۰۳' \text{ ثانیه دقیقه ساعت} \quad ۱۶۰' + ۵۲' و ۶' = ۴۰' + ۱۳' + ۶' \times ۱۵' = ۴۰' و ۱۰۳'$$

مثال ۷-۸ با استفاده از اطلاعات زیر زمان نجومی محلی و زاویه ساعتی ستاره قلب الاسد ( زاویه بعد ۱۰ ساعت و ۵ دقیقه و ۱۱ ثانیه ) را محاسبه کنید : منطقه ۴+ ، زمان منطقه‌ای تقریبی ساعت ۳ و ۱۴ دقیقه چهارم ژانویه ، زمان مشاهده ستاره براساس کرونومتر ساعت ۷ و ۱۲ دقیقه و ۵۶ ثانیه ، خطای کرونومتر ۲ دقیقه و ۵ ثانیه از GMT عقب‌تر می‌رود ، طول جغرافیایی ناظر ۲۰° و ۵۸° غربی ، مقدار زمان GST در ساعت صفر زمان جهانی روز ۴ ژانویه ساعت ۶ و ۵۳ دقیقه و ۳۴ ثانیه است .

طبق معمول به محاسبات ادامه می‌دهیم :

روز	ساعت	دقیقه	ثانیه	
۴ ژانویه	۳	۱۴	۰ +	زمان منطقه‌ای تقریبی منطقه
	۴			
۴ ژانویه	۷	۱۴	۰	تاریخ گرینویچ تقریبی
	۷	۱۲	۵۶ +	زمان کرونومتر
		۲	۵	خطا (عقب می‌رود)
۴ ژانویه	۷	۱۵	۱	تاریخ گرینویچ صحیح

فاصله زمان خورشیدی متوسط که باید به زمان نجومی تبدیل شود به قرار زیر است :

$$\text{ثانیه دقیقه ساعت} \quad \text{ثانیه دقیقه ساعت} \quad \text{ثانیه دقیقه ساعت} \\ ۱ \text{ و } ۱۵ \text{ و } ۷ = ۰ - ۱ \text{ و } ۱۵ \text{ و } ۷$$

پس از آن با استفاده از جدول ۸-۱ داریم :

$$\text{زمان نجومی } ۸/۹۹۵ \text{ و } ۶ \text{ و } ۷ = ۶۸/۹۹۵۵ + ۷ = ۷ \text{ ساعت} \quad \text{زمان خورشیدی متوسط}$$

$$\text{زمان نجومی } ۲/۴۶۴ \text{ و } ۱۵ \text{ دقیقه} = ۲/۴۶۴۱ + ۱۵ = ۱۵ \text{ دقیقه} \quad \text{زمان خورشیدی متوسط}$$

$$\text{زمان نجومی } ۱/۰۰۴ = ۰/۰۰۴۲ + ۱ = ۱ \text{ ثانیه} \quad \text{زمان خورشیدی متوسط}$$

$$۷۰۱۶ \text{ و } ۱۲/۴۶۳$$

حاصل بالا را به نزدیکترین رقم ثانیه یعنی ۱۲ و ۲۶ و ۷ ساعت گرد می‌کنیم .

زمان GST مطابق با ساعت صفر ۴ ژانویه

$$۳۴ \text{ و } ۵۳ \text{ و } ۶$$

$$۱۲ \text{ و } ۱۶ \text{ و } ۷$$

فاصله زمان نجومی را بر آن بیفزایید .

۴۶ و ۹ و ۱۴

پس زمان GST در لحظه مشاهده چنین است:

۲۰ و ۵۳ و ۳

طول جغرافیایی ( غربی ) بعد از تبدیل

۲۶ و ۱۶ و ۱۰

بنابراین با استفاده از معادله ( ۸ - ۲ ) زمان LST بدست می‌آید:

۱۱ و ۵ و ۱۰

اما زاویه بعد ستاره چنین است:

۱۵ و ۱۱ و ۰

با استفاده از معادله ( ۸ - ۱ ) زاویه ساعتی ستاره بدست می‌آید:

طول جغرافیایی ۲۰° و ۵۸° طبق روال معمول به ۳ ساعت و ۵۳ دقیقه و ۲۰ ثانیه تبدیل شده است.

### مسائل فصل هشتم

توجه: زمین را کروی و مقدار تمایل دایرة البروج را ۲۷° و ۲۳° فرض کنید.

۱- کمترین عرض جغرافیایی که می‌توان در روی آن خورشید نیمه شب داشت چقدر است؟

۲- عرض جغرافیایی یک محل که در آنجا دایرة البروج بر افق منطبق می‌شود چقدر

است؟

۳- فرض کنید زمین با سرعت زاویه‌ای کنونی‌اش در خلاف جهت حرکت کنونی خود

بچرخد. طول مدت یک روز خورشیدی متوسط چقدر خواهد شد؟ در هر سال چند روز خورشیدی

متوسط وجود خواهد داشت؟

۴- جدول زیر را کامل کنید:

زاویه ساعتی ستاره	طول جغرافیایی ناظر	زاویه ساعتی گرینویچ ستاره
ثانیه دقیقه ساعت		
۲۱	۳۰° غربی	۲ ۴۶
۴۰	۶۵° شرقی	۱۸ ۲۴
۴۶	۱۲۱° شرقی	۱ ۱۹
۵۷	۳۷° و ۴۲° شرقی	۲۳ ۴

۵- فاصله زمان متوسط ۲۱ و ۴۶ و ۶ ثانیه دقیقه ساعت را به معادل آن بر حسب زمان نجومی تبدیل کنید.

۶- فاصله زمان نجومی ۴۷ و ۱۳ و ۲۳ ساعت را بر حسب زمان خورشیدی متوسط معادل آن تبدیل کنید.

۷- زمان منطقه‌ای روز سوم فوریه را وقتی که ستاره شعرای شامی<sup>۱</sup> (زاویه بعد ۱۰ دقیقه ساعت ۷ و ۳۶) از بالای نصف النهار شهر اتاوا (طول جغرافیایی ۴۳° و ۷۵° غربی) می‌گذرد حساب کنید. با این فرض که ساعت صفر زمان GMT روز سوم فوریه با ۸ و ۴۸ و ۸ ثانیه دقیقه ساعت نجومی گرینویچ برابر است و منطقه ۵+ است.

۸- عرض جغرافیایی محلی را بیابید که در آن محل وقتی که میل خورشید ۱۶° شمالی است، بین الطلوعین نجومی در تمام شب پدیدار می‌ماند.

۹- مدت زمان شفق شامگاهی نجومی را در محلی که عرض جغرافیایی آن ۵۰° شمالی و میل خورشید ۲۰° و ۵° شمالی است محاسبه کنید.

۱۰- در موقع ظهر متوسط یک روز معین، زمان نجومی مکانی ۱۴ ساعت است. زمان نجومی ظهر متوسط ۵۰ روز بعد در همان مکان چقدر خواهد بود؟ طول یک سال برجی را  $\frac{1}{4}$  ۳۶۵ روز فرض کنید.

۱۱- با اطلاعات داده شده زاویه ساعتی خورشید را برای ناظری که در طول جغرافیایی ۳۰° و ۳۹° غربی واقع است محاسبه کنید:

منطقه ۳+، زمان منطقه‌ای تقریبی مشاهده ۲۰ و ۸ دقیقه ساعت روز ۱۴ مه، زمان (تصحیح شده) کرونومتر ۴۷ و ۲۱ و دقیقه ساعت، معادله زمان ۴۵ و ۳+ ثانیه دقیقه ساعت

۱۲- با اطلاعات زیر زاویه ساعتی ستاره نسر واقع (زاویه بعد ۵۲ و ۳۴ و ۱۸) ثانیه دقیقه ساعت را برای ناظری که در طول جغرافیایی ۳۴° و ۱۲۶° شرقی قرار دارد بیابید:

منطقه ۸-، زمان منطقه‌ای تقریبی مشاهده ۳۰ و ۶ دقیقه ساعت روز دوم فوریه، زمان کرونومتر ۵۸ و ۲۹ و ۲۲، خطای کرونومتر (نسبت به GMT عقب می‌رود) ۴۵ و ۳۲ و ۱ ثانیه دقیقه ساعت نجومی گرینویچ به ازای ساعت صفر GMT روز دوم فوریه، ۹ و ۴۵ و ۸ ثانیه دقیقه ساعت است.

۱۳- ناظری که در منطقه ۸- به ثبت زمان مشغول است در ساعت ۲/۳۰ بعد از ظهر زمان منطقه‌ای روز ۱۰ دسامبر خورشید را مشاهده می‌کند. موضع ناظر ۵۵° شمالی، ۳۰ و ۱۲۲ شرقی است. زمانی را که کرونومتر نشان می‌دهد ۴۵ و ۳۲ و ۶ ثانیه دقیقه ساعت است و خطای آن (نسبت به GMT جلو می‌رود) ۲۲ و ۴ دقیقه است با این فرض که زمان عبور زیجی ۳۴ و ۵۲ و ۱۱ ثانیه دقیقه ساعت

است، زاویه ساعتی خورشید را محاسبه کنید.

۱۵ میل خورشید را  $۵۵^\circ$  و  $۲۲^\circ$  - فرض کنید و زمان GMT غروب خورشید را برای این ناظر در روز ۱۵ دسامبر به نزدیکترین رقم دقیقه محاسبه کنید.

۱۴ - فاصله زمان نجومی بین عبور یک ستاره از بالای عمود غربی مبدأ و غروب آن را برای محلی با عرض جغرافیایی  $۴۵^\circ$  شمالی محاسبه کنید. فرض کنید که فاصله سمت الرأس ستاره در بالای عمود غربی مبدأ  $۴۵^\circ$  است.

۱۵ - به فرض این که مدار چرخش خورشید مدور و درون دایره البروج باشد، ثابت کنید که معادله زمان  $\mathcal{E}$  از رابطه زیر به دست می‌آید:

$$\mathcal{E} = \cot^{-1}(\cot \alpha \cos \varepsilon) - \alpha,$$

در این رابطه،  $\alpha$  زاویه بعد خورشید و  $\varepsilon$  تمایل دایره البروج است. در چه تاریخهایی بدین طریق مقدار  $\mathcal{E}$  صفر می‌شود؟

۱۶ - فاصله زمان متوسط بین غروب خورشید و غروب سیاره زهره را در شهر واشینگتن ( $۵۵^\circ$  و  $۳۸^\circ$  شمالی،  $۴^\circ$  و  $۷۷^\circ$  غربی) در روز ۳۱ مارس تا نزدیکترین رقم دقیقه حساب کنید. اطلاعات لازم به قرار زیر است: میل خورشید  $۲۰^\circ$  و  $۴^\circ$  شمالی و معادله زمان  $۴$  - دقیقه است. زاویه بعد و میل سیاره زهره  $۳۳^\circ$  و  $۳^\circ$  و  $۵۶^\circ$  و  $۲۱^\circ$  شمالی و زمان نجومی گرینویچ در ساعت صفر GMT ۳۱ مارس،  $۳۴$  و  $۱۲$  دقیقه ساعت است.

۱۷ - در انقلاب تابستانی و اعتدال پاییزی مقدار معادله زمان به ترتیب  $۲۷$  و  $۱$  ثانیه دقیقه  $۷$ ،  $۲۰$  هستند. طول مدت تابستان را محاسبه کنید.

۱۸ - طول جغرافیایی دانشگاه کلمبیا در نیویورک  $۵۰^\circ$  و  $۵۵^\circ$  و  $۴$  ثانیه دقیقه ساعت غربی است. زمان نجومی ظهر متوسط در یک روز خاص در گرینویچ  $۸$  و  $۲۳$  و  $۱۷$  ثانیه دقیقه ساعت است. ثابت کنید که در همان روزی که زمان نجومی در دانشگاه کلمبیا  $۴$  و  $۸$  و  $۲۰$  ثانیه دقیقه ساعت است زاویه ساعتی خورشید متوسط در همان مکان،  $۴۲$  و  $۴۳$  و  $۲$  ثانیه دقیقه ساعت است.



## فرآیند تبدیل و تقلیل مشاهدات موضعی (۱)

۹ - ۱ مقدمه

به طور کلی مشاهدات نجومی موضع یک جرم ، مشمول فرآیند تبدیل و تقلیل است . این فرآیند ، خطاهای مشخص ابزاری و سایر پدیده‌های منظم را برای دستیابی به اطلاعاتی در باره آن جرم سماوی تا جایی که آن اطلاعات واقعی باشند برطرف می‌سازد .

این مشاهدات تقلیل یافته که به موضع ناظر بستگی ندارد برای فهرست بندی در کاتالوگها یا انجام مقایسه مفیدند به طوری که تغییرات آن جرم سماوی را با زمان می‌توان دریافت . مشاهدات خالص ممکن است شامل موارد زیر باشند : ارتفاع ( یا فاصله سمت الرأسی ) و زاویه سمت جسم ، یا زاویه ساعتی و میل آن یا موضع آن جسم ( بر روی صفحه عکاسی ) نسبت به زمینه ستارگان . به علاوه زمانی نیز مطرح می‌شود که مشاهده در آن مدت صورت گرفته که این زمان می‌تواند زمان جهانی ( UT ) یا زمان نجومی محلی ( LST ) باشد .

اگر ارتفاع و زاویه سمت جسمی اندازه گیری می‌شود ، اولین تصحیحاتی که در آن به انجام می‌رسد خطاهای مشخص ابزاری است . این عمل مستلزم میزان کردن مکرر دستگاههای مشاهده است ، زیرا این گونه خطاها ، به طور کلی ایستا و ثابت نیستند .

فلسفه مراحل این تصحیح که در پایین توضیح داده شده ، این است که آنها به پدیده‌های جزئی وابسته‌اند . بنابراین آنها در درجه اول کمیتهای جزئی و اندکی هستند ، به یکدیگر وابستگی ندارند و به هر شکلی می‌توان آنها را به کار برد . معمولا " نتیجه غایی و نهایی ، موضع زمین مرکزی استوائی برای جسم یا موضع خورشید مرکزی دایرة البروجی خواهد بود یا حتی در مورد یک خوشه ستاره‌ای یا کهکشان می‌تواند یک موضع کهکشان مرکزی استوایی باشد . اکنون به نوبت به هر یک از این تصحیحات می‌پردازیم .

۹ - ۲ شکست جوی

۹ - ۲ - ۱ قوانین شکست

هرگاه یک پرتو نوری از ماده شفاف با چگالی نوری معینی به ماده شفاف دیگری با

چگالی نوری متفاوتی وارد شود، آن پرتو تغییر مسیر می‌دهد. گویند که آن نور شکسته شده و میزان انحراف آن از مسیر اصلی به چگالی نسبی مواد بستگی دارد.

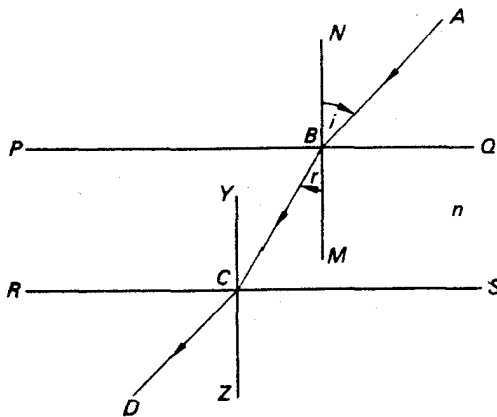
فرض کنید یک شعاع نوری مثل  $AB$  از خلأ بگذرد و با سطح بالایی ( $PQ$ ) یک قطعه شیشه<sup>۱</sup> مسطح الطرفین تحت زاویه<sup>۱</sup>  $i$  با خط قائم  $BN$  نسبت به قطعه<sup>۱</sup> شیشه برخورد کند (شکل ۹-۱). زاویه<sup>۱</sup>  $NBA$  تابش نام دارد. شعاع نوری در هنگام ورود به قطعه می‌شکند، به طوری که از قسمت لبه<sup>۲</sup> پایینی قطعه ( $RS$ ) و نقطه<sup>۳</sup>  $C$  خارج می‌شود. زاویه<sup>۲</sup>  $MBC$  یا  $r$  زاویه<sup>۲</sup> شکست نام دارد و از  $i$  کوچکتر است. مسیر شعاعهای خروجی از نقطه<sup>۳</sup>  $C$  در امتداد خط  $CD$  و تحت زاویه<sup>۳</sup>  $ZCD$  نسبت به خط قائم  $ZC$  قرار دارد.

بنابراین قانون اول شکست، مبین آن است که شعاع تابش  $AB$  خط قائم  $BN$  و شعاع شکسته شده<sup>۳</sup>  $BC$  همگی در یک صفحه واقعند.

قانون دوم (قانون اسنل) در برگیرنده<sup>۴</sup> رابطه<sup>۴</sup> زیر است:

$$\frac{\sin i}{\sin r} = n \quad (9-1)$$

در این رابطه،  $n$  ضریب شکست<sup>۳</sup> ماده<sup>۳</sup> تشکیل دهنده<sup>۴</sup> قطعه است. چون  $r < i$  است،  $n > 1$  خواهد بود.



شکل ۹-۱ شکست شعاع نوری توسط یک جسم

اگر  $YCB = r$  خط قائمی باشد که از  $C$  گذشته است، چون  $PQ$  با  $RS$  موازی است  $\angle YCB = r$  خواهد بود و چون پرتوها برگشت پذیر هستند پس:  $\angle ZCD = i$  خواهد بود. به عبارت دیگر، شعاع پدید آمده  $CD$  با  $AB$  موازی است ولی در یک خط مستقیم با آن قرار ندارد.

اگر تعدادی قطعه مسطح و موازی یکدیگر با ضرایب شکست  $n_1, n_2, n_3, \dots, n_j$  داشته باشیم رابطه (۹-۱) را می توان بسط داد. در شکل ۹-۲ شعاع نوری از قطعه اول با ضرایب شکست  $n_1$  عبور می کند و به قطعه دوم با ضرایب شکست  $n_2$  وارد می شود. پس طبق قانون اسنل داریم:

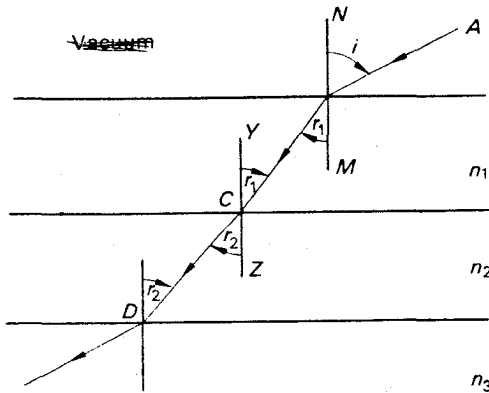
$$\sin i = n_1 \sin r_1.$$

برای قطعه دوم نیز داریم:

$$\sin i = n_2 \sin r_2.$$

پس برای تعداد  $j$  قطعه، خواهیم داشت:

$$\sin i = n_1 \sin r_1 = n_2 \sin r_2 = n_3 \sin r_3 = \dots = n_j \sin r_j \quad (9-2)$$



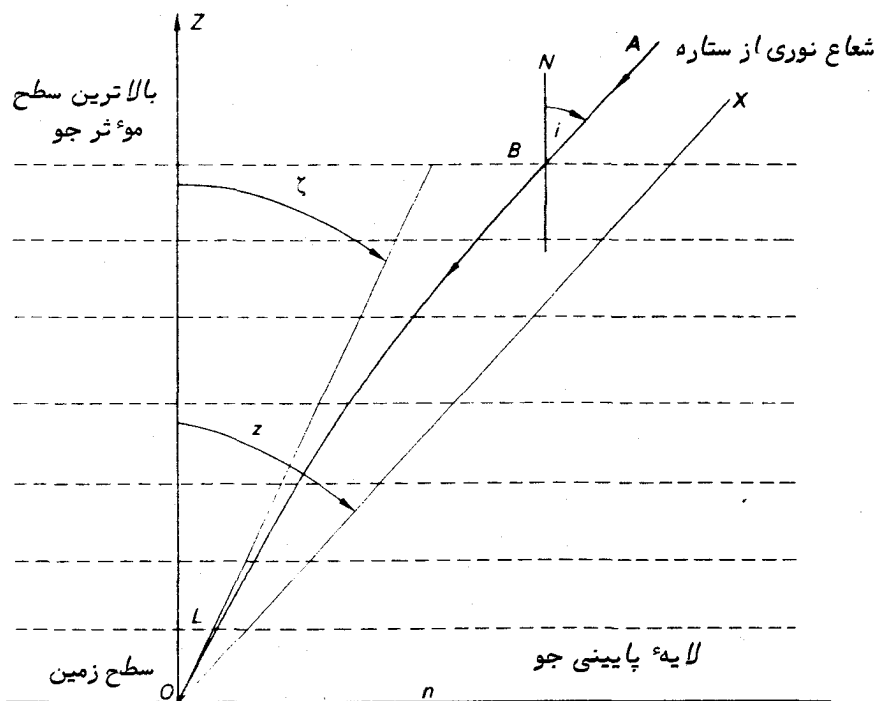
شکل ۹-۲ پدیده شکست در چند قطعه از جسم

### ۹-۲-۲ شکست نجومی

از هواپیماها، بالونها، موشکهای بلند پرواز و اقمار مصنوعی برای اندازه گیری نحوه کاهش و تقلیل چگالی جو زمین نسبت به افزایش ارتفاع از سطح زمین استفاده می شود. چگالی جو در ارتفاع ۱۵۰ کیلومتری باز هم به میزانی است که در نتیجه کشش هوا در مدارگردش یک قمر مصنوعی زمینی تغییراتی صورت بدهد. به علاوه، از مطالعات شفقه های قطبی چنین برمی آید

که در ارتفاع ۸۰۰ کیلومتری نیز جو مختصری وجود دارد. ورود شعاع نوری از فضای خارج به جو زمین باعث خمیدگی یا شکست آن می‌شود، به طوری که مسیر منبع نوری مورد مشاهده با مسیر حقیقی آن اختلاف خواهد داشت. البته دریافته‌اند که چگالی هوا سرعاً "نسبت به ارتفاع کاهش می‌یابد و در ارتفاع یکصد کیلومتری مقدار شکست، محسوس نیست. چون شعاع زمین ۶۳۷۲ کیلومتر است تا زمانی که با زوایای سمت الرأسی کمتر از تقریباً " ۴۵ درجه کار می‌کنیم، در ارزیابی شکست جوی می‌توان انحنای جو زمین را نادیده بگیریم.

بنابراین، در شکل ۹ - ۳ چنین فرض کرده‌ایم که جو از تعداد زیادی لایه‌های موازی باریک با چگالیهای مختلف تشکیل یافته است که چگالی درون هر لایه ثابت است و بیشترین مقدار چگالی در سطح زمین است. بالای جو زمین، فضای خلا قرار گرفته است. شعاع نوری از یک ستاره به بالاترین لایه جو در نقطه  $B$  برخورد می‌کند و زاویه تابش  $NBC$  یا  $i$  را به وجود می‌آورد. بر همین اساس، در لایه‌های پی‌درپی شکسته می‌شود تا به ناظر در نقطه  $O$  می‌رسد. چون جهت تابش در آخرین لایه  $LO$  می‌باشد. به نظر می‌رسد که ستاره در جهت



شکل ۹ - ۳ شکست شعاع نوری یک ستاره به وسیله جو زمین

$OL$  با فاصله سمت الرأسی ظاهری  $ZOL$  یا  $\zeta$  قرار دارد. در واقع اگر  $OX$  را موازی  $BA$  بکشیم زاویه  $ZOX$  یا  $z$  برابر فاصله سمت الرأسی حقیقی ستاره در زمان مشاهده خواهد بود. چون جهت افزایش چگالی به سوی پایین است، ضریب شکست نیز در همان سو افزایش می‌یابد، به طوری که ستاره در امتداد دایره عظیمه‌ای که از  $X$  و  $Z$  می‌گذرد به طرف سمت الرأس تغییر مکان می‌دهد.  $X$  موضع حقیقی ستاره است.

اگر  $n$  ضریب شکست لایه پایینی باشد طبق معادله (۹-۲) خواهیم داشت:

$$\sin i = n \sin r$$

در صورتی که  $ZOL = r$  باشد.

اما  $ZOL = \zeta$  است. علاوه بر این،  $AB$  موازی  $OX$  است پس  $i = z$  است و:

$$\sin z = n \sin \zeta \quad (۹-۳)$$

فرض کنید  $R$  که از فرمول زیر به دست می‌آید، زاویه شکست یا تصحیحی باشد که باید بر فاصله سمت الرأسی  $\zeta$  افزوده شود تا فاصله سمت الرأسی حقیقی یعنی  $z$  به دست آید:

$$R = z - \zeta \quad (۹-۴)$$

با حذف  $z$  از معادله (۹-۳) و (۹-۴) و پس از بسط دادن عبارت، چنین خواهیم داشت:

$$\sin R \cos \zeta + \cos R \sin \zeta = n \sin \zeta. \quad (۹-۵)$$

در اینجا  $R$  زاویه کوچکی است، پس می‌توانیم بنویسیم:

$$\sin R = R; \quad \cos R = 1. \quad (۹-۶)$$

اگر  $R$  بر حسب ثانیه‌های قوسی بیان شود با استفاده از عبارت (۹-۶)، معادله (۹-۵) بدین صورت در می‌آید:

$$R \cos \zeta = 206265(n-1) \sin \zeta,$$

یا:

$$R = 206265(n-1) \tan \zeta$$

اگر فرض کنیم  $(n-1) = k = ۲۰۶۲۶۵$  باشد، در این صورت در می‌یابیم که هرگاه فشار

جوی سطح زمین ۷۶۰ میلیمتر جیوه و دما صفر درجه سانتیگراد است مقدار  $k$  برابر  $۶۰/۳$  خواهد بود ( مقدار  $k$  را به ازای سایر فشارها و دماها می‌توان از فرمولها و جداول مربوطه دست آورد ). پس فاصله حقیقی سمت الرأسی چنین است :

$$z = \zeta + R \quad (۷-۹)$$

فرمول

$$R = k \tan \zeta \quad (۸-۹)$$

به ازای فواصل سمت الرأسی کمتر از  $۴۵^\circ$  معتبر است و تا  $۷۰^\circ$  جواب تقریبی نسبتاً خوبی ارائه می‌کند. برای فواصل بیشتر از  $۴۵^\circ$ ، فرمول دقیقی که انحنای سطح زمین را منظور می‌کند و برای فواصل سمت الرأسی نزدیک  $۹۰^\circ$  جداول تجربی ویژه‌ای به کار می‌رود.

در مورد امواج رادیویی، پدیده شکست تا حد زیادی به بسامد مورد استفاده بستگی دارد. طبقات پایین جو، تأثیرات شکستی را تقریباً به اندازه دو برابر اثرات نوری ایجاد می‌کند که مقدار آن با زیاد شدن زاویه فراز کاهش می‌یابد. یون سپهر نیز امواج رادیویی را می‌شکند که این عمل ناشی از حرکت ذرات باردار موجود در یون سپهر است و میزان این شکست بنا به مفاد پیری است که خود به درجه چگالی هوا بستگی دارد. اگر  $N$  چگالی الکترونها در هر متر مکعب و  $v$  بسامد بر حسب سیکل در ثانیه (هرتز) باشد، در این صورت، ثابت مؤثر دی‌الکتریک محل یعنی  $n$  (که در تمام نقاط یون سپهر متفاوت است) از این فرمول به دست می‌آید:

$$n = \left( 1 - \frac{81N}{v^2} \right)^{\frac{1}{2}}$$

با افزایش ارتفاع از سطح زمین، چگالی الکترون افزایش می‌یابد و بعد مجدداً کم می‌شود. این مقدار ممکن است بقدری زیاد شود که  $\frac{81N}{v^2} \geq 1$  شود. در نتیجه،  $n$  یک عدد فرضی یا صفر شود. در این گونه موارد، موج رادیویی منعکس می‌شود و نمی‌تواند از داخل یا از خارج یون سپهر در آن نفوذ کند، در سایر موارد، وقتی که بسامد به حد مطلوب بلند باشد عمل نفوذ بدون هیچ خمیدگی موج صورت می‌گیرد. اگر فرض کنیم یون سپهر از طبقات متحدالمرکزی به دور زمین تشکیل یافته باشد، طبق قانون اسنل قادر خواهیم بود مسیر موج رادیویی را از رابطه زیر محاسبه کنیم:

$$np \sin i = \text{عددی ثابت}$$

در اینجا که شعاع انحنای طبقات ثابت دی الکتریک  $n$  است و  $i$  زاویه تابش موج است. مطالعه پدیده شکست در طبقات یون سپهر از طریق مقایسه امواج نوری و رادیویی اقمار مصنوعی، اطلاعات با ارزشی در باره یون سپهر به ما ارائه می کند.

پس از منظور کردن مقدار تصحیح شکست، می توان ارتفاع و زاویه سمت مکان مرکزی را به مختصات استوایی مکان مرکزی (زاویه ساعتی و میل) طبق قسمت ۷-۸ کتاب تبدیل کرد. استفاده از معادله (۷-۷) در مورد زمان نجومی محلی ما را قادر می کند در صورت لزوم زاویه بعد مکان مرکزی را به دست بیاوریم.

## ۹-۲-۳ اندازه گیری ثابت شکست

مقدار ثابت شکست  $k$ ، را می توان با استفاده از چندین عبور یک ستاره حول قطبی اندازه گرفت. دیدیم که تأثیر شکست در این است که باعث می شود ستاره در امتداد خط قائمی که از ستاره و سمت الرأس می گذرد طرف سمت الرأس تغییر مکان دهد. بنابراین در شکل ۹-۴ ناظر مستقر در عرض  $\phi$  در می یابد که یک ستاره به ترتیب در نقاط  $A$  و  $B$  عبور فوقانی و عبور تحتانی می کند. فرض کنید فواصل سمت الرأسی مشاهده شده  $A$  و  $B$  به ترتیب  $\zeta_A$  و  $\zeta_B$  باشند. در صورت به وجود نیامدن پدیده شکست، عبورهای فوقانی و تحتانی بر روی کره سماوی در نقاط  $C$  و  $D$  رخ خواهند داد و در این صورت،  $\delta = PC = PD = 90^\circ$  است که  $\delta$  میل ستاره می باشد. توجه کنید: اگر میل ستاره طوری باشد که هنگام عبور فوقانی در شمال سمت الرأس قرار بگیرد، مسیر مشاهده شده ستاره با مدار میلی که در صورت نبودن شکست طی می کند، تلاقی و برخورد خواهد داشت:

طبق معادله (۹-۸) چنین می نویسیم.

$$CA = k \tan \zeta_A; \quad DB = k \tan \zeta_B,$$

بنابراین داریم:

$$ZC = \zeta_A + k \tan \zeta_A; \quad ZD = \zeta_B + k \tan \zeta_B.$$

اما چون:

$$ZC = PC - PZ = 90^\circ - \delta - (90^\circ - \phi) = \phi - \delta.$$

بنابراین:

$$\phi - \delta = \zeta_A + k \tan \zeta_A. \quad (9-9)$$

همین طور داریم:

$$ZD = ZP + PD = 90^\circ - \phi + 90^\circ - \delta = 180^\circ - \phi - \delta,$$

پس:

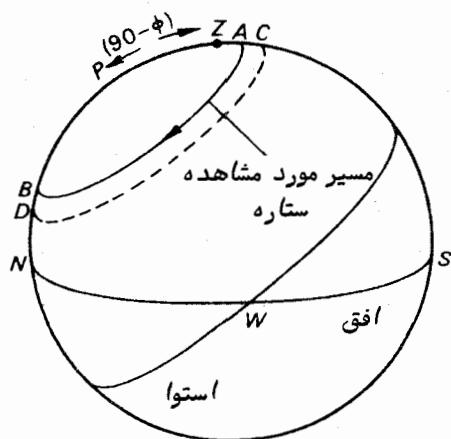
$$180 - \phi - \delta = \zeta_B + k \tan \zeta_B. \quad (10-9)$$

اگر عرض جغرافیایی ناظر دقیقاً " معلوم باشد ، معادلات (۹-۹) و (۱۰-۹) را برحسب دو عامل مجهول  $\delta$  و  $k$  حل می‌کنیم تا مقادیر  $\delta$  و  $k$  به دست آید . اما به دلیل تغییرات جزئی در پوسته زمین ، تفاوت‌های ناچیزی در عرض جغرافیایی تلسکوپ مورد استفاده پدید می‌آید . بنابراین ، در عمل حداقل دو ستاره حول قطبی را در یک زمان کوتاه مورد مشاهده قرار می‌دهند ، به طوری که دو معادله دیگر نیز به دست می‌آید :

$$\phi - \delta' = \zeta'_A + k \tan \zeta'_A, \quad (11-9)$$

$$180 - \phi - \delta' = \zeta'_B + k \tan \zeta'_B. \quad (12-9)$$

چهار معادله (۹-۹) تا (۱۲-۹) را برای به دست آوردن مقادیر  $\delta$  ،  $\delta'$  ،  $\phi$  ،  $k$  حل می‌کنیم .



شکل ۹-۴ اندازه‌گیری زاویه شکست

۹-۲-۴ شکست افقی

هنگامی که خورشید یا ماه را در حال طلوع یا غروب می‌بینیم ، فاصله سمت الرآسی دیده شده از مرکز آن  $90^\circ$  است . مقدار شکست به ازای چنین فواصلی به  $35'$  بالغ می‌شود و شکست



افقی نامیده می‌شود. چون قطر زاویه‌ای این اجرام تقریباً  $۳۰''$  است، در واقع وقتی مرکز آنها را درست بر روی افق می‌بینیم، آنها زیر افق هستند. بنابراین در مورد خورشید، پدیده شکست افقی فاصله زمانی روشنایی روز را طولانی‌تر می‌کند. به عبارت صحیح‌تر، طلوع و غروب به ترتیب زودتر و دیرتر از حالتی پیش می‌آید که شکست وجود نداشته باشد.

جدول ۹ - ۱ نشان می‌دهد که چگونه مقدار شکست با ارتفاع کاهش می‌یابد. به همین دلیل، یک جسم بزرگ مثل خورشید هنگام غروب یا طلوع حتماً به شکل بیضی در می‌آید که علت آن تفاوت مقدار شکست در لبه بالایی و پایینی آن است.

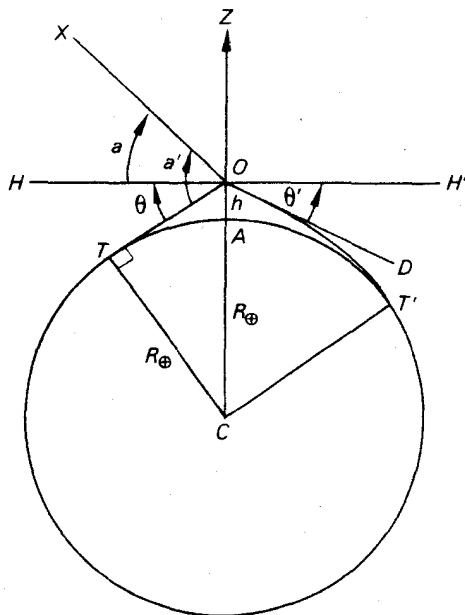
جدول ۹ - ۱ تغییرات ارتفاع ظاهری نسبت به زاویه شکست

ارتفاع ظاهری	زاویه شکست
$۰^{\circ}$	$۳۵'، ۲۱''$
$۱^{\circ}$	$۲۴'، ۴۵''$
$۲^{\circ}$	$۱۸'، ۲۴''$
$۳^{\circ}$	$۱۴'، ۲۴''$
$۴^{\circ}$	$۱۱'، ۴۳''$
$۱۰^{\circ}$	$۵'، ۱۸''$
$۳۰^{\circ}$	$۱'، ۴۱''$
$۶۰^{\circ}$	$۰'، ۳۴''$
$۹۰^{\circ}$	$۰'، ۰''$

### ۹ - ۳ تصحیح ارتفاع ناظری که در بالای سطح دریاست

تا اینجا، صفحه افق را به مثابه صفحه مماسی با سطح زمین در نقطه استقرار ناظر فرض می‌کردیم به طوری که خطی که از ناظر به سمت الرأس وی کشیده می‌شد نسبت به آن عمود است. ارتفاع یک جسم سماوی زاویه‌ای بوده است بین امتداد آن جسم با خطی که از سمت الرأس و موضع آن جسم بر روی کره سماوی بر قاعده یک خط قائم فرود می‌آید. اما اگر ناظر در نقطه‌ای مثل  $O$  قرار بگیرد که  $h$  متر بالاتر از نقطه  $A$  واقع بر سطح آبهای زمینی است، آنگاه افق به جای قرار گرفتن در صفحه  $HOH'$ ، به اندازه زاویه  $\theta$  زیر آن واقع خواهد شد و این در حالی است که  $\angle HOT$  به اندازه  $\theta$  است و  $OT$  خطی مماس در نقطه  $T$  بر سطح زمین

است (شکل ۹-۵). زاویه  $\theta$  را زاویه شیب<sup>۱</sup> می‌نامند. مشاهداتی که با دستگاه سکستانت برای مقاصد دریانوردی صورت گرفته (قسمت ۱۷-۴-۲ را ملاحظه کنید)، یا برای مثال با یک تئودولیت یا تلسکوپ سمت - ارتفاعی برای ردگیری اقمار مصنوعی انجام شده است، ارتفاع یک جسم سماوی را نسبت به افق ظاهری یا مورد مشاهده تعیین می‌کند. بنابراین قبل از ادامه هر گونه محاسبه، باید ارتفاع را با به کار بردن زاویه شیب تصحیح کرد.



شکل ۹-۵ زاویه شیب

ارتفاع مشاهده شده  $a'$  یک ستاره مثل  $X$  از زاویه  $XOT$  به دست می‌آید و بنابراین رابطه زیر با ارتفاع حقیقی  $a$  مربوط است:

$$a = a' - \theta \quad (9-13)$$

فرض کنید شعاع زمین،  $R_{\oplus}$  متر باشد، در این صورت:

$$CT = CA = R_{\oplus}$$

و:

$$CO = R_{\oplus} + h.$$

مثلث  $OTC$  یک مثلث قائم الزاویه است که زاویه قائمه آن در نقطه  $T$  قرار دارد. زاویه  $HOC$  برابر  $90^\circ$  است پس  $\angle TOC = 90 - \theta$  می باشد. در اینجا داریم:

$$\sin TOC = \cos \theta = \frac{R_{\oplus}}{R_{\oplus} + h}.$$

اما چون زاویه  $\theta$  زاویه کوچکی است می توانیم بنویسیم:

$$\cos \theta = 1 - \frac{\theta^2}{2}.$$

پس:

$$1 - \frac{\theta^2}{2} = \frac{R_{\oplus}}{R_{\oplus} + h}.$$

بنابراین:

$$\frac{\theta^2}{2} = \frac{R_{\oplus} + h}{R_{\oplus} + h} - \frac{R_{\oplus}}{R_{\oplus} + h} = \frac{h}{R_{\oplus} + h}$$

در نتیجه خواهیم داشت:

$$\theta = \sqrt{\frac{2h}{R_{\oplus} + h}} \quad (9-14)$$

اندازه  $h$  خیلی از  $R_{\oplus}$  کوچکتر است، پس می توانیم بنویسیم:

$$\theta = \sqrt{\frac{2h}{R_{\oplus}}}$$

اگر  $\theta$  را بر حسب دقیقه قوسی بیان کنیم و هر رادیان را  $3438$  دقیقه قوسی فرض کنیم خواهیم داشت:

$$\theta = 3438 \sqrt{\frac{2h}{R_{\oplus}}} \quad \text{دقیقه قوسی}$$

با انتخاب واحد فاصله بر حسب متر، در می یابیم که  $R_{\oplus} = 6/372 \times 10^6$  است. پس می نویسیم:

$$\theta = 1/93 \sqrt{h} \quad \text{دقیقه قوسی}$$

در این رابطه  $h$  برحسب متر است .

اگر مقادیر  $h$  و  $R_{\oplus}$  برحسب واحد پایمان شوند ، معادله فوق به چنین صورتی تبدیل می‌شود :

$$\theta = 1/06 \sqrt{h} \quad \text{دقیقه قوسی}$$

وقتی مقدار شکست رامنظور می‌کنیم ، در نقطه  $T$  مسیر یک شعاع نوری از افق همان طور که در شکل نشان داده شده انحنا دارد و بنابراین چنین به نظر می‌رسد که آن شعاع از مسیر  $OD$  منشأ گرفته باشد ، برای این اساس فاصله افق بیشتر و زاویه شیب کمتر است . پس زاویه شیب ،  $\theta'$  ، از رابطه زیر که در آن  $h$  برحسب متر است به دست می‌آید :

$$\theta' = 1/78 \sqrt{h} \quad \text{دقیقه قوسی}$$

اگر اندازه  $h$  برحسب پا باشد ،  $\theta'$  چنین به دست می‌آید :

$$\theta' = 0/98 \sqrt{h} \quad \text{دقیقه قوسی}$$

رابطه آخر غالباً " برای ارتفاعات تا ۱۰۰ پا ، به صورت عبارت " شیب برحسب دقیقه قوسی برابر مجذور ارتفاع برحسب پاست " خلاصه می‌شود . بد نیست در اینجا به کمیتی مربوط به زاویه شیب پردازیم که آن را فاصله افق دریا می‌نامند .

این فاصله در شکل ۹ - ۵ بدون در نظر گرفتن شکست ، مقدار  $OT$  است . داریم :

$$\cos TOC = \frac{OT}{OC}$$

$$OT = (R_{\oplus} + h) \sin \theta = (R_{\oplus} + h) \times \theta \quad \text{و چون زاویه } \theta \text{ کوچک است :}$$

سپس طبق معادله (۹ - ۱۴) داریم :

$$OT = (R_{\oplus} + h) \sqrt{\frac{2h}{R_{\oplus} + h}} = \sqrt{2h(R_{\oplus} + h)}$$

اما اندازه  $h$  خیلی از  $R_{\oplus}$  کوچکتر است ، به همین دلیل فاصله ،  $d$  ، افق دریا از این رابطه به دست می‌آید :

$$d = \sqrt{2R_{\oplus}h}$$

چنانچه  $h$  برحسب مترو  $d$  کیلومتر باشد، داریم:

$$d = ۳/۵۷\sqrt{h} \quad \text{کیلومتر} \quad (۱۵-۹)$$

چنانچه  $h$  برحسب پا و  $d$  به مایل قانونی باشد:

$$d = ۱/۲۲۵\sqrt{h} \quad \text{مایل قانونی} \quad (۱۶-۹)$$

اگر  $h$  برحسب پا و  $d$  به مایل دریایی باشد:

$$d = ۱/۰۶\sqrt{h} \quad \text{مایل دریایی} \quad (۱۷-۹)$$

پس از منظور کردن مقدار شکست فاصله افق دریا،  $d'$ ، در شکل ۹-۵ برابر  $OT'$  خواهد بود. و سه معادله (۱۵-۹)، (۱۶-۹) و (۱۷-۹) به نوبت به شکل زیر در خواهند آمد:

$$d = ۳/۸۷\sqrt{h} \quad \text{کیلومتر (برحسب متر است)} \quad (۱۸-۹)$$

$$d = ۱/۳۲\sqrt{h} \quad \text{مایل قانونی (برحسب پا است)} \quad (۱۹-۹)$$

$$d = ۱/۱۵\sqrt{h} \quad \text{مایل دریایی (برحسب پا است)} \quad (۲۰-۹)$$

## ۹-۱۴ اختلاف منظور زمین مرکزی

در قسمت ۷-۷ کتاب دیدیم که تنها روش عملی در مورد پیش‌بینی مواضع اجرام سماوی در منظومه شمسی استفاده از کره سماوی زمین مرکزی است. با انجام این عمل، از تعداد جهت‌های مختلفی که همه ناظران در یک زمان برای دیدن اجرام سماوی مثلا "ماه"، از روی این زمین محدود به کار می‌برند کاسته شده و تنها یک جهت، آن هم به وسیله یک ناظر فرضی در مرکز زمین، استفاده خواهد شد. این مورد خصوصا "در اقطار مصنوعی زمینی ضرورت دارد، زیرا هر قمر مصنوعی به حدی به زمین نزدیک است که فواصل سمت الرأسی آن، که توسط دو ناظر در محل‌هایی که مواضع جغرافیایی آنها زیاد از هم دور نیست اندازه‌گیری می‌شود، تا دهها درجه می‌تواند اختلاف یابد. این اختلاف می‌تواند به ترتیب برای ماه، یک درجه و برای سیارات نزدیک، کسر قابل توجهی از یک دقیقه قوسی را شامل شود. در مورد خورشید، تفاوت فاصله سمت الرأسی در هر زمان که از اختلاف مواضع جغرافیایی ناظر ناشی می‌شود فقط چند ثانیه قوسی است. البته، حتی کوچکترین مقدار این کمیتها از دقتی که در مشاهدات نجومی به عمل می‌آید، خیلی بیشتر است.

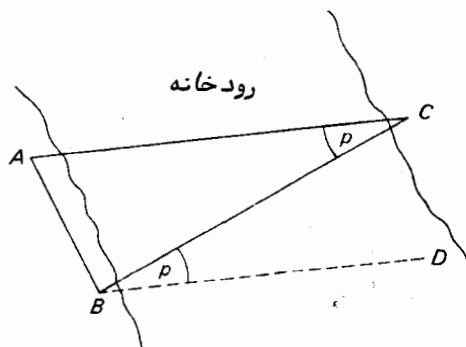
بنابراین، مشکلات هنگامی مطرح می‌شوند که مشاهدات مکان مرکزی مواضع یک جسم را به

مواضع زمین مرکزی معادل آن تبدیل کنیم یا برطبق داده‌های یک سالنما، مواضع زمین مرکزی را استخراج و آنها را به سیستم مختصات محلی ناظر تبدیل کنیم. این مشکل از نظر قدمت به اقداماتی در قرون گذشته برای اندازه‌گیری دقیق فاصله ماه و اندازه واحد نجومی (قسمت ۱۲ - ۷) که همان فاصله زمین تا خورشید برحسب کیلومتر است، برمی‌گردد.

روشی که در این باره به کار رفته است، ضرورتاً همان روش قدیمی است که مساحتان برای اندازه‌گیری فواصل نقاط خاص بدون اجرای اندازه‌گیری با خط‌کش یا زنجیر به کار می‌برده‌اند.

مثلاً، در شکل ۹ - ۶ رودخانه عریضی وجود دارد که می‌خواهیم عرض آن را اندازه بگیریم. در آن سوی رودخانه، درخت یا تیری،  $C$ ، را در نظر می‌گیریم و در مقابل آن، خط مبنای  $AB$  را می‌سنجیم. با نقاله زوایای  $CAB$  و  $CBA$  را اندازه می‌گیریم. با اطلاعاتی که اکنون در دست داریم (دو زاویه و ضلع بین آنها) می‌توانیم مثلث  $ABC$  را به مقیاس مناسبی بکشیم یا از فرمول سینوس فاصله  $BC$  یعنی عرض رودخانه را محاسبه کنیم. زاویه  $ACB$  یا  $P$  زاویه اختلاف منظر نامیده می‌شود و برابر است با  $180^\circ$  منهای مجموع زوایای  $A$  و  $B$  و با تغییر محل شخص از  $A$  به  $B$ ، اصولاً تغییر جهت ظاهری درخت یا تیر  $C$  می‌باشد. اگر خط  $BD$  را به موازات خط  $AC$  رسم کنیم، به سادگی این مطلب را در می‌یابیم. بنابراین  $\angle CBD = p$  است،

مسئله مهم این است که خط مبنا به نسبت فاصله‌ای که سنجیده می‌شود خیلی کوچک نیست. اصولاً مقدار سنجیده شده، زاویه اختلاف منظر  $p$  است و آن زاویه‌ای است که خط مبنا در محل آن جسم تشکیل می‌دهد. اگر دقت اندازه‌گیری ۱ ثانیه قوسی باشد، ترتیب قرار گرفتن مقادیر دقت برای فاصله اندازه‌گیری شده مشابه جدول ۹ - ۲ خواهد بود. می‌بینیم



شکل ۹ - ۶ استفاده از اختلاف منظر در اندازه‌گیری‌های زمینی

که در صورت ثابت بودن طول خط مبنا، با اضافه شدن فاصله از میزان دقت کاسته می‌شود. مشکل عمده‌ای که در اندازه‌گیری فواصل منظومه شمسی با این روش وجود دارد، کوچک بودن خطوط مبنا به نسبت فواصل مذکور است.

جدول ۹ - ۲ اندازه‌گیری فاصله به وسیله اختلاف منظر

برای یک خط مبنا به طول یک واحد

ترتیب اندازه زاویه اختلاف منظر	ترتیب دقت نتیجه (یک قسمت در:)	فاصله‌ای که باید اندازه‌گیری شود (برحسب واحد)
$60^\circ$	۲۰۰,۰۰۰	۱
$6^\circ$	۲۰,۰۰۰	۱۰
$30' \sim 6''$	۲۰۰۰	۱۰۰
$3' \sim 6''$	۲۰۰	۱۰۰۰

ناظری را در نقطه  $O$  بر روی سطح زمین فرض کنید (شکل ۹ - ۷). مرکز زمین  $C$  و سمت الرأس ناظر در جهت  $OZ$  است. وی فاصله سمت الرأسی ظاهری ماه،  $ZOM$  یا  $z_0$  را اندازه می‌گیرد. فاصله سمت الرأسی ماه برای ناظری فرضی در نقطه  $C$  با همان سمت الرأس مقدار  $z$  است که با  $\angle ZCM$  برابر است و فاصله سمت الرأسی حقیقی یا زمین مرکزی نام دارد.

فرض کنید شعاع زمین  $R_\oplus$  و فاصله زمین مرکزی ماه  $d$  باشد. زاویه  $OMC$  زاویه اختلاف منظر،  $P$  است یعنی زاویه‌ای که قاعده  $OC$  در جسم تشکیل می‌شود. در مثلث  $OCM$  داریم:

$$\frac{\sin p}{R_\oplus} = \frac{\sin (180 - z_0)}{d}$$

یا:

$$\sin p = \frac{R_\oplus}{d} \sin z_0. \quad (9-21)$$

فرض کنید ماه در روی افق ناظر قرار دارد یعنی هنگام طلوع یا غروب است. در این صورت

فاصله سمت الرأسی ظاهری آن  $90^\circ$  است و در شکل ۹ - ۷ در نقطه  $M$  واقع است ، به طوری که  $CM' = d$  است و مثلث  $OCM'$  در نقطه  $O$  قائم الزاویه است . زاویه اختلاف منظر  $OM'C$  در این حالت ویژه را با  $P$  نمایش می‌دهیم . پس داریم :

$$\sin P = \frac{R_{\oplus}}{d} \quad (22-9)$$

بنابراین می‌توانیم معادله (۹ - ۲۱) را به این شکل بنویسیم :

$$\sin p = \sin P \sin z_0 \quad (23-9)$$

در اینجا مقدار  $P$  برای ماه که نزدیکترین جسم سماوی است فقط یک درجه است ، به طوری که  $P$  و  $P$  همواره برای خورشید ، ماه و سیارات زوایای کوچکی هستند . از این رو ، معادله (۹ - ۲۳) به چنین صورتی تبدیل می‌شود :

$$p = P \sin z_0 \quad (24-9)$$

زاویه  $P$  که از معادله (۹ - ۲۲) به دست می‌آید اختلاف منظر افقی<sup>۱</sup> نام دارد . چنانچه مقدار آن معلوم باشد و فاصله سمت الرأسی ظاهری  $z_0$  توسط یک ناظر سنجیده شود ، می‌توان زاویه اختلاف منظر ،  $p$  ، را از معادله (۹ - ۲۴) حساب کرد و با آن از رابطه زیر ، فاصله سمت الرأسی حقیقی یا زمین مرکزی ،  $z$  ، را به دست آورد :

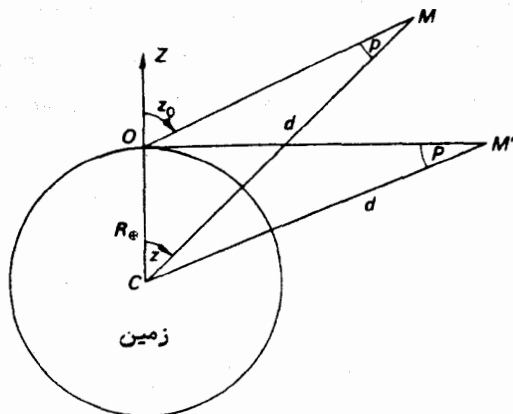
$$z = z_0 - p \quad (25-9)$$

چون  $z$  کوچکتر از  $z_0$  است ، معلوم می‌شود که تأثیر اختلاف منظر دور کردن جسم سماوی از سمت الرأس است که با تأثیر پدیده شکست متضاد است .

فواصل خورشید ، ماه و سیارات در طول سال متفاوت است به طوری که اختلاف منظرهای افقی آنها نیز تغییر می‌کند . به همین دلیل ، مقادیر  $P$  برای خورشید ، ماه و سیارات به ازای هر روز از سال در سالنمای نجومی ارائه شده‌اند ( سیاره پلوتون استثنا است و مقادیر  $P$  را به ازای فواصل زمانی ۴ روزه محاسبه کرده‌اند ) .

چون ماه در مداری بیضوی به دور زمین می‌چرخد ، وقتی که در معادله (۹ - ۲۲) ، فاصله زمین مرکزی متوسط ماه را به جای  $d$  قرار دهیم کمیتی به نام اختلاف منظر افقی متوسط





شکل ۹ - ۷ اختلاف منظر زمین مرکزی و افقی

به دست می‌آید. مقدار این کمیت  $3423''$  است.

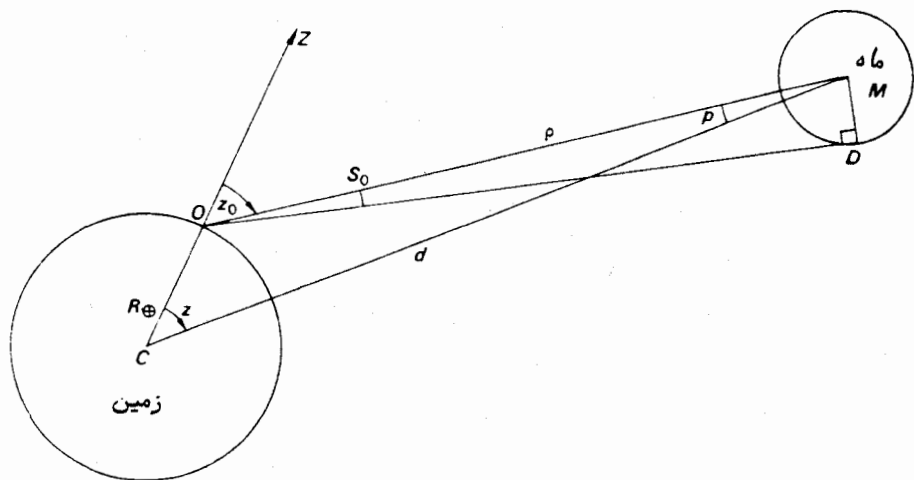
کمیت معادلی که برای خورشید به کار میرود اختلاف منظر خورشیدی نام دارد. مقدار پذیرفته شده آن  $8/79405''$  است و این کمیت دارای اهمیت است زیرا با آگاهی از آن و اندازه زمین می‌توانیم معادله (۹ - ۲۲) را حل کنیم تا فاصله متوسط زمین از خورشید به دست آید. یکی از مهمترین وظایف ستاره‌شناسی در قرون ۱۸، ۱۹، ۲۰ گسترش اطلاعات ما، در باره مقدار اختلاف منظر خورشیدی است. روشهای اندازه‌گیری فواصل ماه، خورشید و سیارات در بخشهای آینده آورده شده است.

### ۹ - ۵ نیمه قطر يك جسم سماوی

خورشید و ماه، اجسامی هستند که با چشم غیر مسلح دارای اندازه معینی هستند و بر همین اساس برای ناظر تشکیل زاویه‌ای می‌دهند. این مطلب در مورد سیارات نیز صادق است، ولی این زاویه قدری کوچک است که با چشم غیر مسلح قابل تشخیص نیست. کمیتی که نیمه قطر زاویه‌ای (یا نیمه قطر) یک جسم سماوی نامیده می‌شود زاویه‌ای است که شعاع آن جسم در مرکز زمین تشکیل می‌دهد. مقادیر نیمه قطر یا تمام قطر خورشید، ماه و سیارات (بجز سیاره پلوتون) در سالنمای نجومی فهرست بندی شده است. دانستن فاصله یک جسم سماوی و اندازه‌گیری نیمه قطر زاویه‌ای آن ما را قادر می‌سازد براحتی نیمه قطر خطی یا شعاع آن را دریابیم.

ناظری که در شکل ۹ - ۸ در نقطه O مستقر است برای به دست آوردن مقدار نیمه قطر

ماه،  $S$ ، فاصله سمت‌الرأسی ظاهری ماه یعنی  $z_0$  ( $\angle ZOM$ ) و نیمه قطر ظاهری  $S_0$  ( $\angle MOD$ ) را اندازه می‌گیرد. فرض کنید  $R_{\oplus}$  و  $R_{\ominus}$  به ترتیب شعاع زمین و ماه باشند، مقدار زاویه اختلاف منظر در لحظه مشاهده  $C$  و  $M$  نیز به ترتیب مرکزهای زمین و ماه باشند.



شکل ۹ - ۸ نیمه قطر ماه

اگر  $d$  و  $p$  فواصل مرکز ماه و مرکز زمین از ناظر باشند، طبق تعریف، داریم:

$$\sin S = \frac{R_{\ominus}}{d}$$

اما:

$$\frac{R_{\ominus}}{d} = \frac{R_{\ominus}}{R_{\oplus}} \cdot \frac{R_{\oplus}}{d} = \frac{R_{\ominus}}{R_{\oplus}} \sin P,$$

بنابراین:

$$\sin S = \frac{R_{\ominus}}{R_{\oplus}} \sin P. \quad (۹-۲۶)$$

اما چون هر دو زاویه  $S$  و  $P$  زوایای کوچکی هستند می‌توانیم معادله (۹-۲۶) را

چنین بنویسیم:

$$S = \frac{R_{\ominus}}{R_{\oplus}} \times P. \quad (۹-۲۷)$$

حال داریم:

$$\sin S_0 = \frac{R_\ell}{\rho} = \frac{R_\ell}{R_\oplus} \times \frac{R_\oplus}{d} \times \frac{d}{\rho} = \frac{d}{\rho} \times \frac{R_\ell}{R_\oplus} \sin P,$$

یا:

$$S_0 = \frac{d}{\rho} S. \quad (۹-۲۸)$$

در مثلث OMC با استفاده از فرمول سینوس داریم:

$$\frac{\sin COM}{d} = \frac{\sin OCM}{\rho}$$

از این رو:

$$S = \frac{\rho}{d} S_0 = S_0 \frac{\sin OCM}{\sin COM}$$

با استفاده از معادلات (۹-۲۴) و (۹-۲۵)، در حالی که  $p = P \sin z_0$  است، داریم:

$$\angle COM = 180^\circ - z_0$$

$$\angle OCM = z_0 - p$$

بنابراین:

$$S = S_0 \frac{\sin(z_0 - P \sin z_0)}{\sin z_0} \quad (۹-۲۹)$$

بنابراین، اندازه‌گیری نیمه قطر یک جسم سماوی فاصله آن جسم از زمین را برحسب هر واحد اختیاری به دست می‌دهد. در مورد خورشید و ماه، نیمه قطر آنها به قدری بزرگ است که با اندازه‌گیریهای صحیح می‌توان در باره فواصل متغیرشان از زمین اطلاعات کاملاً "دقیقی کسب و از آن طریق مقادیر خروج از مرکز مدارهای بیضویشان به دور زمین را حساب کرد. در مورد سیارات که دارای نیمه قطرهایی در حدود تنها چند دقیقه قوسی یا کمتر هستند، اندازه‌گیری فواصل متغیرشان از طریق بررسی نیمه قطرهای آنها اطلاعات مفیدی به دست نمی‌دهد.

هنگام اندازه‌گیری فاصله سمت الرأسی ظاهری یک جسم سماوی با اندازه زاویه‌ای معین (مثل ماه) بهترین کار آن است که لبه بالایی یا پایینی آن را اندازه بگیریم و سپس نیمه قطر آن جسم را از آن مقدار کم کنیم یا به آن بیفزاییم.

## ۹ - ۶ اندازه‌گیری فاصله در منظومه شمسی

۹ - ۶ - ۱ ماه

ماه تنها جرم طبیعی منظومه شمسی است که از روش کلاسیک اختلاف منظر می‌توان فاصله آن را دقیقاً تعیین کرد.

به طور اصولی این کار شامل اندازه‌گیری فاصله سمت الرأسی نصف النهاری ماه است که توسط دو رصدخانه با طول جغرافیایی یکسان و عرض جغرافیایی کاملاً مجزا به طور همزمان صورت می‌گیرد. فاصله زیاد بین دو عرض جغرافیایی فوق، سبب می‌شود که خط مبنای نسبتاً طولی داشته باشیم.

فرض کنید رصدخانه‌ها  $O_1$  و  $O_2$  دارای عرضهای جغرافیایی  $\phi_1$  شمالی و  $\phi_2$  جنوبی باشند و فواصل سمت الرأسی نصف النهاری ماه در این دو رصدخانه  $Z_{10}$  و  $Z_{20}$  باشد، یعنی  $z_{10} = \angle Z_1 O_1 M$  و  $z_{20} = \angle Z_2 O_2 M$  (شکل ۹ - ۹ را ملاحظه کنید).

حال چنانچه  $Z_1$  و  $Z_2$  به ترتیب فواصل سمت الرأسی حقیقی (یا زمین مرکزی) رصدخانه‌های  $O_1$  و  $O_2$  و زوایای  $P_1$  و  $P_2$  زوایای اختلاف منظر  $O_1MC$  و  $O_2MC$  باشند می‌توانیم بنویسیم:

$$\phi_1 + \phi_2 = z_1 + z_2 \quad (۹ - ۳۰)$$

$$z_1 = z_{10} - p_1; \quad z_2 = z_{20} - p_2 \quad (۹ - ۳۱)$$

$$p_1 = P \sin z_{10}; \quad p_2 = P \sin z_{20} \quad (۹ - ۳۲)$$

در معادله‌های فوق  $P$  مقدار اختلاف منظر افقی ماه در لحظه‌ای است که مشاهدات انجام گرفته است.

طبق معادله (۹ - ۳۲) داریم:

$$P = \frac{(p_1 + p_2)}{(\sin z_{10} + \sin z_{20})}$$

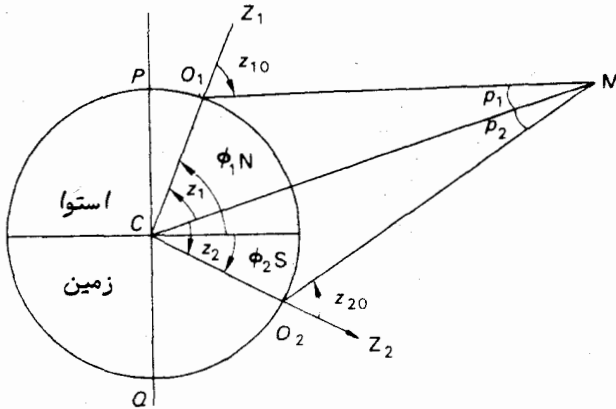
و طبق معادله (۹ - ۳۱) می‌توان نوشت:

$$p_1 + p_2 = z_{10} + z_{20} - (z_1 + z_2).$$

بنابراین، طبق معادله (۹ - ۳۰) داریم:

$$P = \frac{[z_{10} + z_{20} - (\phi_1 + \phi_2)]}{(\sin z_{10} + \sin z_{20})} \quad (۹ - ۳۳)$$

بدین طریق مقدار  $P$  را از کمیت‌های معلوم و اندازه‌گیری شده به دست می‌آوریم. با دانستن شعاع زمین، می‌توانیم فاصله زمین مرکزی ماه یعنی  $CM$  را از معادله (۹ - ۲۲) حساب کنیم.



شکل ۹ - ۹ اندازه‌گیری فاصله ماه با روش مشاهده از دو محل

در عمل، چندین عامل سبب پیچیدگی این روند می‌شود. رصدخانه‌ها هیچ‌گاه بر روی طول جغرافیایی یکسانی قرار ندارند، به طوری که به‌ازای تغییر مقدار میل ماه در فاصله زمانی که از بالای هریک از نصف‌النهارهای این دو رصدخانه عبور می‌کند، باید تصحیحی را انجام داد.

به‌علاوه، ماه یک منبع نوری نقطه‌ای نیست. به‌همین دلیل، بین رصدخانه‌ها باید توافقی در این مورد صورت گیرد که کدام حفره را مشاهده کنند و بعد از این تصحیح، فاصله بین مرکز زمین و ماه به دست می‌آید.

در مورد خطاهای منفرد ابرازی و مقادیر محلی شکست نیز باید میزان مقرر را محسوب کرد. اختلاف منظر ماه‌قدری زیاد است که سایر خطاهای دیگر در مقایسه با آن اندک هستند. از زمان اختراع رادار و اشعه لیزر و سفاین مه‌نورد مثل ماهواره‌های مصنوعی حول ماه فاصله ماه را با دقت زیادی محاسبه می‌کنند. محدودیت دقت تا حدی به علت دقت لازم

برای دانستن سرعت نور است، اما با دقتی که تعیین مواضع ژئودزی ایستگاههای رصدزمینی به آن نیازمند است، نیز ارتباط دارد. با در نظر گرفتن فاصله متوسط ۳۸۴۴۰۰ کیلومتر، مرتبه خطاها ۱/۵ متر می‌باشد. بخش ۱۴-۹ را نیز ملاحظه کنید:

### ۹-۶-۲ سیارات

در فصل آینده (قسمت ۱۱-۷) خواهیم دید که به دست آوردن فواصل دقیق سیارات از خورشید برحسب واحد فاصله زمین از خورشید، کار نسبتاً ساده‌ای است. بنابراین اگر در هر زمان بتوان فاصله دقیق هر سیاره را از زمین برحسب کیلومتر اندازه گرفت، پس خواهیم توانست فواصل خورشید مرکزی تمام سیارات را به کیلومتر به دست آوریم. به‌ویژه، واحد نجومی (فاصله متوسط بین خورشید و زمین) را می‌توان برحسب کیلومتر محاسبه کرد.

هنگامی که فاصله یک جسم سیاره‌ای مطرح می‌شود، همه روشهای کلاسیک اختلاف منظر با عدم دقت روبرو می‌شوند. فاصله ماه تقریباً سی برابر قطر زمین است که این، تنها خط مبنای موجود است. در حالی که فاصله سیارک اُرس در نزدیکترین نقطه مسیرش حدود ۲۰۰۰۰۰۰۰ کیلومتر یا تقریباً ۱۵۰۰ بار بزرگتر از این خط میناست. جدول ۹-۲ (قسمت ۹-۴) نشان می‌دهد که با این روش نمی‌توان مقدار اختلاف منظر زمین مرکزی سیارک اُرس را به دقت به دست آورد.

با استفاده از یک رصدخانه به جای دو تا، به نتایج بهتری در مورد افزایش میزان دقت دست می‌یابند. بدین طریق، عوامل خطاهای گوناگون ابزاری و شرایط آب و هوایی را که برپدیده شکست تأثیر دارند، از میان می‌برند. با مشاهده سیارک در زمانهای مختلف، خط مبنایی به دست می‌آید، به طوری که در مدت زمان مذکور، رصدخانه به سبب حرکت روزانه زمین و حرکت مداری آن تغییر محل می‌دهد. این برنامه مشاهده، زمانی صورت می‌گیرد که سیاره در مقابله است یعنی سیاره هنگام نیمه شب در نزدیکی نصف‌النهار ناظر قرار دارد. مشاهدات چند ساعت قبل و چند ساعت بعد از نیمه شب انجام می‌شود. قبل از توسعه و گسترش رادار، خصوصاً بین سالهای ۱۹۰۰ و ۱۹۰۱ و ۱۹۳۰ تا ۱۹۳۱ میلادی که سیارک اُرس در حالت مقابله بود، رصدخانه‌های زیادی به این قبیل رصدها مبادرت می‌کردند. مقدار اختلاف منظر خورشیدی که (قسمت ۹-۴ را ملاحظه کنید) از این رصدها به دست آمد، احتمالاً دارای دقتی بیش از یک در هزار نبود.

البته، امروز با استفاده از تلسکوپهای رادیویی قوی مثل تلسکوپهای راداری، میزان دقت را به اندازه یک‌صد بار افزایش داده‌اند. با این روش به‌طور مکرر، فاصله زمین مرکزی سیاره زهره را اندازه گرفته‌اند. اصولاً، این روش شامل اندازه‌گیری فاصله زمانی بین ارسال یک

تپش رادار و دریافت پژواک آن از زهره است. این فاصله زمانی، و نیز دانستن سرعت امواج الکترومغناطیسی (سرعت نور) ما را قادر می‌سازد که فاصله بین زمین و زهره را دریابیم. بنابراین، اگر  $EV$  فاصله بین زمین و زهره و  $C$  سرعت امواج رادیویی و  $t$  فاصله زمانی باشد، خواهیم داشت:

$$EV = \frac{1}{2} ct.$$

برای به دست آوردن فاصله مرکز زهره تا مرکز زمین باید تصحیحات متعددی را اعمال کرد. برای مثال، فاصله‌ای که اندازه‌گیری می‌شود، در واقع، فاصله تلسکوپ از سطح سیاره زهره است. تأثیر تغییرات سرعت تپش رادار هنگام عبور از طبقه یون سپهر را نیز باید به حساب آورد.

با ردیابی مسیر ماهواره‌های مصنوعی مریخ مثل مارینر ۹ در مدت زمان طولانی حتی مقدار دقیقتری از اختلاف منظر خورشیدی را به دست آورده‌اند. اندازه‌گیریهای برد و میزان تغییر برد (مثل فاصله خط دید و سرعت توسط ردیابی رادیویی) فاصله مرکز زمین تا مرکز سیاره مریخ را برای ما آشکار می‌سازد.

## ۹-۷ اختلاف منظر ستاره‌ای

### ۹-۷-۱ حرکات اختلاف منظری ستارگان

اگر از زمین به ستاره‌ای بنگریم، جهت آن ستاره با جهت دید یک ناظر فرضی در مرکز خورشید یکسان نیست. همچنان که زمین در مدار سالانه‌اش به دور خورشید می‌چرخد، جهت زمین مرکزی (موضع ستاره بر روی یک کره سماوی زمین مرکزی) آن تغییر می‌کند و آنچه را که بیضی اختلاف منظری<sup>۱</sup> نامیده می‌شود ترسیم می‌نماید. بنابراین در شکل ۹-۱۰، ستاره  $X$  که با زمین،  $E_1$ ، به اندازه  $d$  کیلومتر فاصله دارد، در جهت  $E_1X_1$  نسبت به جهت خورشید مرکزی  $SX'$  قرار دارد. شش ماه بعد، زمین در نقطه  $E_2$  از مدارش قرار دارد و جهت زمین مرکزی ستاره  $E_2X_2$  می‌باشد.

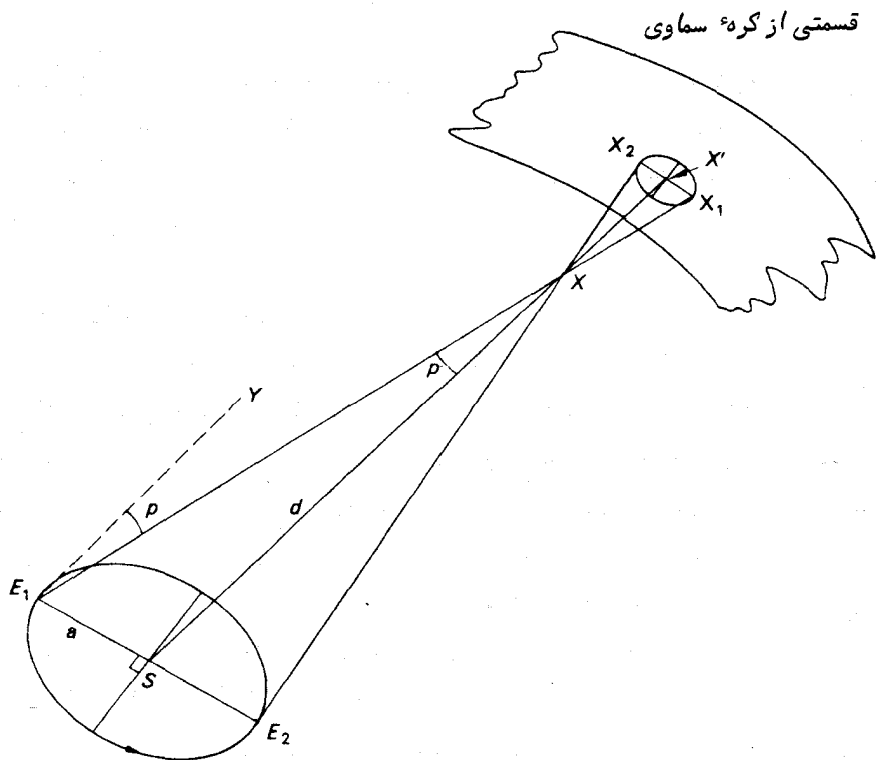
مفاهیم موجود در اختلاف منظر ستاره‌ای با آنهایی که در مبحث اختلاف منظر زمین مرکزی به کار می‌روند، شبیه است. از این رو، اگر شعاع گردش زمین یعنی  $a$  را به عنوان یک خط مبنا در نظر بگیریم، اختلاف منظر ستاره را با  $P$  نشان داده و از فرمول زیر به دست می‌آوریم:

$$\sin P = \frac{a}{d} \quad (۹-۳۴)$$

چون فواصل ستارگان به نسبت شعاع گردش زمین بسیار زیاد است، می‌توان مدار زمین را گرد فرض کرد. زاویه  $P$  خیلی کوچک است بطوری که می‌توانیم معادله  $(۹-۳۴)$  را چنین بنویسیم:

$$P = ۲۰۶۲۶۵ \frac{a}{d}$$

که  $P$  برحسب ثانیه قوسی خواهد بود.



شکل ۹-۱۰ بیضی اختلاف منظری ( برای وضوح بیشتر، اندازه را بزرگتر کرده‌ایم.)

مجدداً اگر در شکل ۹-۱۰ خط  $E_1Y$  را موازی  $SX$  بکشیم و فرض کنیم که  $\angle YE_1X = \angle E_1XS = P$  باشد، از مثلث  $E_1XS$  داریم:



$$\frac{\sin p}{a} = \frac{\sin XE_1S}{d}$$

یا:

$$\sin p = \frac{a}{d} \sin XE_1S.$$

با استفاده از معادله (۹-۳۴) و این فرض که  $\angle XE_1S = \theta$  باشد، چنین خواهیم داشت:

$$\sin p = \sin P \sin \theta$$

یا:

$$p = P \sin \theta, \quad (۹-۳۵)$$

چون هر دو زاویه  $p$  و  $P$  کوچک هستند.

از این رو، ستاره در امتداد دایره عظیمه‌ای که از موضع خورشید مرکزی ستاره و خورشید می‌گذرد به مقدار  $p$  که از معادله (۹-۳۵) به دست می‌آید، به سوی خورشید، تغییر مکان می‌دهد، در حالی که  $p$  اختلاف منظر آن ستاره و  $\theta$  زاویه بین جهت خورشید و جهت ستاره است. چون  $P$  پیوسته ثابت است، به دلیل حرکت زمین در مدارش به دور خورشید مقادیر  $P$  و  $\theta$  تغییر می‌کند.

### ۹-۷-۲ بیضی اختلاف منطری

در اینجا مسیری را که یک ستاره در روی کره سماوی زمین مرکزی در طول سال دنبال می‌کند با جزئیات آن در نظر می‌گیریم. در شکل ۹-۱۱ ستاره  $X$  دارای زاویه بعد و میل خورشید مرکزی  $\alpha$  و  $\delta$  است اما به سبب اختلاف منظر ستاره‌ای به مقدار  $XX_1$  به سوی خورشید،  $S_1$ ، تغییر مکان داده است که طبق معادله (۹-۳۵) مقدار آن به دست می‌آید:

$$XX_1 = P \sin XS_1. \quad (۹-۳۶)$$

به این دلیل که خورشید در مدت یک سال، دایره البروج را طی می‌کند و ستاره به سبب اختلاف منظر، پیوسته به سوی خورشید تغییر مکان می‌دهد، مسیر ستاره،  $X_1$ ،  $X_2$ ،  $X_3$ ، ... در مدت سال به شکل یک منحنی بسته بر روی کره سماوی خواهد بود که موضع خورشید مرکزی ستاره،  $X$ ، درون آن قرار دارد.

فرض کنید  $S_1$  نقطه تلاقی دایره البروج با دایره عظیمه‌ای است که از قطب شمال دایره البروج،  $K$ ، و ستاره،  $X$ ، می‌گذرد. بنابراین نقطه  $S_1$  موضع خورشید است، هنگامی

که فاصله زاویه‌ای که از  $X$  کمترین مقدار می‌باشد. فرض کنید نقطه  $S_2$  موضع خورشید در سه ماه بعد باشد آن طبق معادله  $(۹-۳۵)$  داریم:

$$XX_2 = P \sin XS_2. \quad (۹-۳۷)$$

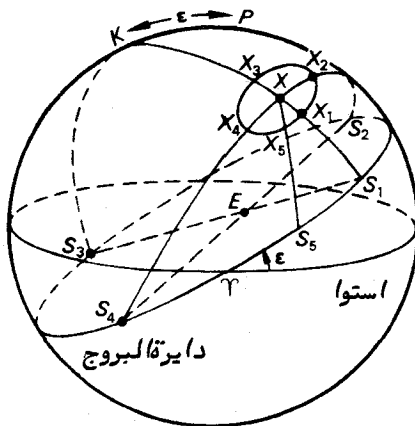
سه ماه بعد، خورشید در نقطه  $S_3$  قرار دارد و تغییر مکان ستاره به نقطه  $X_3$  طبق فرمول زیر به دست می‌آید:

$$XX_3 = P \sin XS_3 \quad (۹-۳۸)$$

اما  $S_3$  موضع خورشید شش ماه بعد از زمانی است که در موضع  $S_1$  قرار داشته است. از این رو، طول آنها  $180^\circ$  اختلاف دارد و:

$$XS_3 = 180 - XS_1$$

طبق معادلات  $(۹-۲۶)$  و  $(۹-۳۸)$  می‌بینیم که اندازه  $XX_1$  برابر  $XX_3$  است.



شکل ۹-۱۱ تصویر بیضی اختلاف منظری بر روی کره سماوی

بر همین اساس، می‌بینیم که اگر نقطه  $S_4$  موضعی باشد که خورشید پس از مدت شش ماه که نقطه  $S_2$  را ترک کرده، در آنجا قرار دارد، تغییر مکان اختلاف منظری  $XX_4$  ستاره به اندازه تغییر مکان  $XX_2$  ولی در جهت مقابل آن خواهد بود.

نقاط  $S_2$  و  $S_4$  موضعی از خورشید هستند که از موضع خورشید مرکزی ستاره یعنی  $X$

بیشترین فاصله را دارند، یعنی  $S_2 S_1 = S_4 S_1 = 90^\circ$ . به طوری که تغییر مکان اختلاف منظری ستاره در چنین زمانهایی حداکثر می باشد. سایر تغییر مکانها مثل  $XX_5$  بین نقاط  $XX_1$  و  $XX_2$  برحسب اندازه شان قرار می گیرند.

از این رو، مسیر ظاهری ستاره که از اختلاف منظر ستاره ای ناشی می شود یک بیضی است که محور بزرگ آن با دایرة البروج موازی است و دارای مقدار  $P$  برحسب ثانیة قوسی می باشد. اندازه محور کوچک این بیضی به موضع ستاره بستگی دارد. برای مثال اگر برحسب تصادف ستاره در قطب شمال دایرة البروج،  $K$ ، قرار داشته باشد محور کوچک دارای اندازه  $P$  برحسب ثانیة قوسی خواهد بود، زیرا همه مواضع خورشیدی از جهت خورشید مرکزی ستاره،  $K$   $90^\circ$  فاصله دارند. به عبارت دیگر، بیضی یک دایره خواهد شد. اما چنانچه ستاره در روی دایرة البروج واقع شود، آنگاه بیضی به قوسی از دایرة البروج تبدیل می شود و محور کوچک آن از میان می رود.

#### ۹-۷-۳ اندازه گیری اختلاف منظر ستاره ای

پس از انتشار نظریة کپرنیک در باره کاینات (سال ۱۵۴۳ میلادی) که مضمون آن چنین بود که وضع مشاهده شده سیارات را به سادگی می توان توجیه کرد. اگر فرض کنیم که زمین به دور خورشید بچرخد، کوششهای فراوانی به عمل آمد تا اختلاف منظرهای ستارگان روشنتر و احتمالاً نزدیک را اندازه بگیرند. البته، تقریباً سیصد سال سپری شد تا به موفقیت نایل شدند. اولین نفر، بسل<sup>۱</sup> در کنیگزبرگ<sup>۲</sup> در سال ۱۸۳۸ میلادی، بعد هندرسن<sup>۳</sup> در دماغه امیدنیک و مدت کوتاهی پس از او شخصی به نام اف-استرو<sup>۴</sup> در دریات<sup>۵</sup> به این موفقیت دست یافتند. مقادیری که آنها به دست آوردند، نشان داد که چرا مدت سه قرن برای یافتن حرکات اختلاف منظری ستارگان صرف شد.

بسل برای ستاره دجاجه<sup>۶</sup>، اختلاف منظر "۳۱۴/۰" به دست آورد. هندرسن چنین دریافت که اختلاف منظر آلفا قنطورس<sup>۷</sup> باید حدود سه چهارم ثانیة قوسی باشد، در حالی که استرو ثابت کرد که اختلاف منظر ستاره نسر واقع حدود یک دهم ثانیة قوسی است. این زوایا بسیار کوچکند. در واقع، تنها بیست و سه ستاره با اختلاف منظر "۲۴/۰" یا بیشتر شناخته شده اند که نزدیکترین آنها پراکسیما قنطورس<sup>۸</sup> است که اختلاف منظر آن نزدیک "۷۵/۰" است.

1- Bessel

2- Konigsberg

3- Henderson

4- Struve

5- Dorpat

6- Cygnus

7-  $\alpha$  Centauri

8- Proxima Centauri

روش جدید اندازه‌گیری مقدار اختلاف منظر ستارگان استفاده از عکس‌برداری است، اصولاً، از بخشی از آسمان که در مجاورت ستاره است به فاصله شش ماه عکس‌برداری می‌کنند. اگر ستاره در فاصله کمی از ما قرار داشته باشد، تغییر مکان زمین از یک جانب مدارش به جانب دیگر، باعث تغییر مکان ظاهری ستاره نسبت به زمینه کم نور ستارگان می‌شود (شکل ۹ - ۱۰ را ملاحظه کنید). این تغییر مکان، زاویه بعد و میل ستاره را تغییر می‌دهد و اصولاً "همین تغییرات زاویه بعد و میل را اندازه می‌گیرند. چون مقدار این تغییرات بسیار اندک است، با استفاده از ستارگان کم نور معیار آنها را می‌سنجند. این ستارگان به قدری کم نور هستند که به احتمال می‌توان گفت آن قدر دور هستند که جایجایی اختلاف منظری آنها را نادیده می‌گیریم. برای بیان نظرمان، بهتر است ستاره معیاری را در نظر بگیریم که زاویه بعد آن  $\alpha_R$  و میل آن  $\delta_R$  باشد.

فرض کنید زاویه بعد و میل خورشید مرکزی ستاره دارای اختلاف منظر،  $\alpha$  و  $\delta$  و مختصات ظاهری آن در زمانهایی که اولین و دومین عکس از آنها گرفته شده است به ترتیب  $\alpha_1$ ،  $\delta_1$ ،  $\alpha_2$ ،  $\delta_2$  باشد.

تغییر زاویه بعد یک ستاره که به سبب اختلاف منظر است از عبارتی به شکل زیر به دست می‌آید:

$$\alpha' - \alpha = P \times F$$

که  $\alpha'$  و  $\alpha$  زوایای بعد ظاهری و خورشید مرکزی ستاره،  $P$  اختلاف منظر و  $F$  تابعی از مختصات استوایی ستاره است مثل طول خورشید و تمایل دایرة البروج. این تابع در هر روز معین دارای مقدار ویژه‌ای است و با دانستن شکل تابع، این مقدار را می‌توان محاسبه کرد. فرض کنید هنگامی که دو عکس فوق برداشته شده‌اند، مقدار آنها  $F_1$  و  $F_2$  بوده است. پس داریم:

$$\alpha_1 - \alpha = P \times F_1; \quad \alpha_2 - \alpha = P \times F_2$$

پس از کم کردن دو عبارت فوق، خواهیم داشت:

$$\alpha_1 - \alpha_2 = P(F_1 - F_2)$$

همچنین می‌توانیم زاویه بعد ستاره مرجع را در این عبارت بیاوریم:

$$(\alpha_1 - \alpha_R) - (\alpha_2 - \alpha_R) = P(F_1 - F_2)$$

مقادیر  $(\alpha_1 - \alpha_R)$  و  $(\alpha_2 - \alpha_R)$  تفاوت بین زوایای بعد ستاره دارای اختلاف منظر

و ستاره معیار است و بر روی یک وسیله مناسب اندازه‌گیری، آن را می‌سنجند. از این رو:

$$P = \frac{(\alpha_1 - \alpha_R) - (\alpha_2 - \alpha_R)}{F_1 - F_2}$$

در عمل، در هر مبدأ زمانی چندین عکس برداشته می‌شود و بیش از یک ستاره معیار به کار گرفته می‌شود. این دو مبدأ (که شش ماه از یکدیگر فاصله دارند) به طوری انتخاب می‌شوند که حداکثر مقدار  $F_1 - F_2$  به دست آید. محدودیت عملی این روش نیز بسرعت قابل درک است زیرا تنهایی توان اختلاف منظرهای بیشتر از "۰/۵۱ را با اعتماد کامل به دست آورد و فقط چند هزار ستاره وجود دارد که بدین طریق اختلاف منظرهایشان را سنجیده‌اند.

۹-۷-۴ پارسک

دیدیم که فواصل بین ستارگان به قدری زیاد است که هر گونه اختلاف منظر مورد سنجش کوچکتر از یک ثانیه قوسی است. بنابراین، برای تشریح چنین فواصلی به واحدی از طول نیازمندیم که مقادیر عددی مناسبی را ارائه کند.

واحد متداول در بین ستاره‌شناسان، پارسک<sup>۱</sup> است که فاصله یک جسم سماوی است با اختلاف منظر یک ثانیه قوسی یک ثانیه قوسی تقریباً  $\frac{1}{206265}$  رادیان است، بنابراین فاصله ۲۰۶۲۶۵ واحد نجومی فاصله‌ای می‌باشد که در این فاصله، یک واحد نجومی مقابل یک ثانیه قوسی قرار می‌گیرد، بر این اساس می‌توانیم بنویسیم:

$$1 \text{ پارسک} = 206265 \text{ واحد نجومی (AU)}$$

یا با استفاده از مقدار قراردادی واحد نجومی که  $10^6 \times 149/6$  کیلومتر است، بنویسیم:

$$1 \text{ پارسک} = \text{تقریباً } 30/86 \times 10^{12} \text{ کیلومتر}$$

واحد بزرگتری به نام کیلو پارسک (هزار پارسک) را معمولاً "برای بیان فواصل ستارگان یا اندازه کیهانشانها به کار می‌برند.

در کتابهای ستاره‌شناسی عمومی از سال نوری به عنوان یک واحد طول نام برده می‌شود. آن طور که از نام آن پیداست، فاصله‌ای است که نور در یک سال می‌پیماید. سرعت نور ۲۹۹۷۹۲۴ کیلومتر بر ثانیه است و هر سال  $10^6 \times 31/56$  ثانیه است. پس:

$$1 \text{ سال نوری} = \text{تقریباً } 9/46 \times 10^{12} \text{ کیلومتر}$$

بدین ترتیب:

۱ پارسک حدود ۳/۲۶ سال نوری است .

به‌کاربودن سال نوری به عنوان واحد طول براین جنبه از مشاهدات نجومی تأکید می‌نماید که اجرام دور آن گونه که هم اکنون وجود دارند دیده نمی‌شوند بلکه به گونه‌ی زمانی هستند که نور هنگام ورود به تلسکوپ ناظر آنها را ترک کرده است . این خاصیت " زمان نمایشی " یک تلسکوپ بزرگ در مورد کیهانشناسی خصوصا " مهم است و ما را قادر می‌سازد درباره‌ی گذشته دور کاینات ، اطلاعاتی به دست آوریم :

### مسائل فصل نهم

توجه - مقدار ثابت شکست را " ۳/۰۶ و مقدار شکست افقی را ۳۵ فرض کنید .

۱ - فاصله سمت‌الرأسی مشاهده شده یک ستاره  $25^\circ$  است . فاصله حقیقی سمت‌الرأسی آن را محاسبه کنید .

۲ - بدون در نظر گرفتن اثر پدیده شکست ، فاصله افق دریا را از بالای یک صخره که ۲۰۰ متر از سطح دریا ارتفاع دارد برحسب کیلومتر حساب کنید .

۳ - فاصله نوک بادبان یک کشتی ۵۰ پا با سطح دریا فاصله دارد و فاصله کشتی تا ساحل ۱۶ مایل دریایی است . بدون در نظر گرفتن پدیده شکست ، حداقل ارتفاعی را که یک ناظر در روی یک صخره باید صعود کند تا بتواند نوک بادبان این کشتی را ببیند ، محاسبه کنید .

۴ - قلّه یک کوه را که ۱۰۰۰ متر ارتفاع دارد می‌توان از یک کشتی که به ساحل نزدیک می‌شود و آن کوه در آن قرار دارد ، دید . اگر چشم ناظر در ۳۰ متری بالای سطح دریا باشد ، کشتی در چه فاصله‌ای از کوه قرار دارد .

۵ - ثابت کنید که هنگام اعتدال بهاری ، خورشید در محلی به عرض جغرافیایی  $\phi$  در بالای برجی به ارتفاع  $h$  پا ، تقریبا " به اندازه "  $\sqrt{h} \sec \phi$  ثانیه زودتر از پای برج دیده می‌شود ( پدیده شکست را در نظر نگیرید ) .

۶ - فاصله سمت‌الرأسی ظاهری ماه  $28'$  و  $43^\circ$  اندازه‌گیری شده است . اگر اختلاف منظر افقی ماه  $60^\circ$  باشد ، فاصله سمت‌الرأسی حقیقی آن را محاسبه کنید ( پدیده شکست را نادیده بگیرید ) .

۷ - حداکثر و حداقل مقادیر نیمه قطر ماه به ترتیب  $16/5'$  و  $14/8'$  است . مقدار خروج از مرکز مدار ماه را محاسبه کنید .

۸ - اختلاف منظر یک ستاره در فاصله (۱) - ۲۵ پارسکو و (۲) - ۹۴ سال نوری چقدر می‌باشد ؟

۹ - مقادیر اختلاف منظر دو ستاره "  $0/074$  و "  $0/047$  است . این دو ستاره دارای

زاویه بعد یکسانی هستند ولی میل آنها به ترتیب  $۶۲^\circ$  شمالی و  $۵۶^\circ$  شمالی است. فاصله این دو ستاره از خورشید و نیز فاصله بین این دو ستاره را برحسب پارسک محاسبه کنید.

۱۰- در یکروز معین اختلاف منظر افقی ماه  $۵۸/۷'$  و نیمه قطر آن  $۱۶'$  است. با فرض

این که شعاع زمین  $۶۳۷۲$  کیلومتر است، موارد زیر را محاسبه کنید:

(۱)- شعاع ماه برحسب کیلومتر (۲)- اختلاف منظر افقی در صورتی که نیمه قطر  $۱۵'$

باشد.

۱۱- مقدار شیب افق دریا و همچنین فاصله آن را در حالات زیر محاسبه کنید (مقدار

شکست را در نظر بگیرید):

(۱) هنگامی که چشم ناظر  $۲۶/۵$  متر بالای سطح دریا است. (۲)- ارتفاع چشم ناظر

در  $۸۷$  پایی سطح دریا است.

۱۲- نیمه قطر خورشید و اختلاف منظر افقی آن به ترتیب  $۱۶'$  و  $۸/۷۹''$  است. به فرض

این که شعاع زمین  $۶۳۷۲$  کیلومتر باشد، قطر خورشید و فاصله آن را محاسبه کنید.

۱۳- جابجایی ناشی از اختلاف منظر در زاویه بعد و میل یک ستاره را که دارای اختلاف

منظر  $۵/۳۸''$  می باشد، در روزهای زیر حساب کنید. زاویه بعد ستاره،  $۱۸$  ساعت و میل آن  $۳۰^\circ$

$۷۲^\circ$  شمالی است. (۱)- ۲۱ مارس (۲)- ۲۱ ژوئن (۳)- ۲۱ سپتامبر (۴)- ۲۱ دسامبر

۱۴- یک ستاره حول قطبی به هنگام عبور فوقانی از شمال سمت الرأس می گذرد. اگر

فاصله سمت الرأسی ظاهری آن در عبور فوقانی  $(۱۷^\circ، ۱۴'، ۳۲'')$  و در عبور تحتانی  $(۶۷^\circ، ۲۹'، ۵۱'')$

باشد، میل این ستاره و عرض جغرافیایی ناظر را محاسبه کنید.

۱۵- ستاره ای با اختلاف منظر  $p$  دارای طول دایرة البروجی  $\lambda$  و عرض دایرة البروجی

$\beta$  است. نشان دهید که جابجایی عرض که از اختلاف منظر سالانه ناشی می شود، وقتی که

طول خورشید،  $\lambda_0$ ، طبق فرمول زیر به دست آید به صفر می رسد.

$$\lambda_0 = \lambda \pm \frac{\pi}{2}$$

همچنین ثابت کنید که حداکثر جابجایی عرض از فرمول  $P \sin \beta$  به دست می آید.

۱۶- تعیین کنید خورشید نیمه شب (لبه بالایی خورشید هنگام نیمه شب در بالای

افق) تقریباً "برای چند روز در نقطه ای بر روی مدار قطب شمال دیده می شود اگر (۱) شکست

را در نظر نگیرید (۲)- مقدار شکست افقی را در نظر بگیرید.

(نیمه قطر زاویه ای خورشید  $۱۶'$ ، تمایل دایرة البروج  $۲۷^\circ$  و شکست افقی  $۳۵'$  است).

۱۷- یک سیاره (دارای میل  $۳^\circ$  شمالی) شش ساعت قبل و بعد از عبور از نصف النهار

از یک ایستگاه در عرض جغرافیایی  $۶۰^\circ$  شمالی رصد شده است. چنین دریافته اند که تغییر

موضع نسبت به زمینه ستارگان ۵ ثانیه قوسی است. اگر از حرکت زمین مرکزی سیاره صرف نظر کنیم، فاصله زمین مرکزی آن را بر حسب فاصله زمین از خورشید محاسبه کنید (اختلاف منظر خورشیدی "۸/۷۹ است).

۱۸ - طبق رصدی که در مورد ماه صورت گرفته، ارتفاع ظاهری لبه پایین ماه از افق دریا  $۲۷^{\circ}، ۴۵/۲'$  می‌باشد. فاصله سمت الرأسی حقیقی مرکز ماه را طبق این رصد به دست آورید. (ارتفاع چشم ناظر ۱۶ پا، نیمه قطر زاویه‌ای ماه  $۱۵/۴'$ ، اختلاف منظر افقی ماه  $۵۶/۵'$  و ثابت شکست "  $۶۰/۳$  است).



## تقلیل و تبدیل مشاهدات

### موضعی (۲)

#### ۱۰ - ۱ مقدمه

در قرون ۱۷ و ۱۸ برای اندازه‌گیری اختلاف منظر ستارگان قدمهای زیادی برداشته شد ولی متأسفانه همه آنها با شکست روبرو گردید. موفقیت علوم نیوتونی در توجیه حرکات سیارات (از جمله زمین) به دور خورشید، شکست و ناکامی در آشکار ساختن جابجایی ظاهری ستارگان روشنتر و احتمالاً "نزدیکتر را که از حرکت سالانه زمین در مدار خورشید مرکزیش ناشی می‌شود، دوچندان کرد. افزایش میزان صحت اندازه‌گیری مواضع ستارگان در این قرون چشمگیر بود ولی با این وجود هیچ اختلاف منظر ستاره‌ای مشاهده نشد. البته، یک علت این موضوع آن بود که ستارگان به قدری از ما دور هستند که قطر مدار زمین به دور خورشید نسبت به فاصله حتی نزدیکترین ستاره، ناچیز است، به حدی که جابجایی ظاهری ستاره را نمی‌توان مشخص کرد. در سال ۱۷۱۸، هنگامی که هالی<sup>۱</sup> مشاهدات جدید درباره مواضع ستارگان را با آنچه که توسط ابرخس و بطلمیوس انجام شده بود، مقایسه می‌کرد، این تصور که ممکن است این نظر اشتباه باشد مطرح شد. ابرخس حدود سال ۱۴۰ قبل از میلاد به کار مشاهده مشغول بوده است، در حالی که بطلمیوس در قرن دوم بعد از میلاد به آن پرداخته است.

هالی حتی پس از در نظر گرفتن خطاهای رصد، متوجه این امر شد که مواضع ستارگان نورانی مثل سماک رامح،<sup>۲</sup> شعرای شامی و شعرای یمانی با موضعی که آنها در هزار و پانصد سال قبل داشته‌اند تفاوت دارد. هالی چنین اظهار نظر کرد که این ستارگان به اصطلاح ثابت، نه تنها با سرعت معمول خود در فضا حرکت می‌کنند بلکه به احتمال زیاد، اگر هر ستاره را به مدت طولانی رصد کنیم، آن را در حال حرکت خواهیم دید. این کشف هالی، سایر ستاره‌شناسان را بر آن داشت تا در انجام اندازه‌گیری فواصل ستارگان صبر و استقامت کنند.

1— Edmund Halley

2— Arcturus

یکی از این ستاره‌شناسان جیمز برادلی<sup>۱</sup> بود. اغلب اتفاق می‌افتد که یک تحقیق علمی با هدفی خاص به کشف مورد غیر منتظره‌ای که به اندازه مورد اصلی اهمیت دارد یا حتی اهمیت آن از مورد اصلی بیشتر است می‌انجامد. کوششهای برادلی در اندازه‌گیری اختلاف منظر ستارگان بی‌نتیجه بود ولی از طریق آنها به دو کشف مهم دست یافت که اولی انحراف و دیگری رقص محوری نام داشت.

### ۱۰- ۲ انحراف ستارگان

تا سال ۱۷۲۵ کاملاً آشکار شد که هرگونه جابجایی اختلاف منطری، ناچیز است برادلی که در ابتدا با مولی نیوکس<sup>۲</sup> به کار مشغول بود، تلسکوپ خود را با دقت زیادی برپا کرده بود. وی یک تلسکوپ نصف النهار را که بطور عمود به یک پایه محکم شده بود، به کار برد تا آن تلسکوپ را کاملاً ثابت در جای خود نگه دارد. ستاره‌ای که او انتخاب کرد، گامای تنین<sup>۳</sup> بود زیرا تقریباً درست از سمت الرأس عبور می‌کرد. علاوه بر این، این ستاره نورانی بوده و برهمن اساس در میان ستارگان نزدیک جای داشته است. از این رو، ستاره هر شب به میدان دید تلسکوپ برادلی که به‌طور عمودی نصب شده بود وارد و پس از عبور از آن، درسوی دیگر ناپدید می‌شد. بدین قرار، هرگونه تغییر در مقدار میل ستاره را از روی تغییر مسیر ستاره در میدان تلسکوپ مشاهده می‌کرد، یعنی مسیر "بالتر" یا "پایینتر" از حد معمول قرار می‌گرفت. علاوه بر اینها، چون ستاره گامای تنین از مجاورت سمت الرأس عبور می‌کرد، مقدار تصحیح شکست خیلی ناچیز بود و این مزیتی به شمار می‌رفت زیرا مقدار  $k$  در فرمول پدیده شکست ممکن بود اشتباه باشد.

مختصات ستاره گامای تنین بدین قرار است: زاویه بعد تقریباً "۱۸ ساعت و میل تقریباً" ۵۱ درجه. اگر فرض کنیم که زاویه بعد آن (RA) دقیقاً "۱۸ ساعت باشد، موضع خورشید مرکزی آن در شکل ۱۰-۱ در نقطه  $X$  واقع خواهد شد.

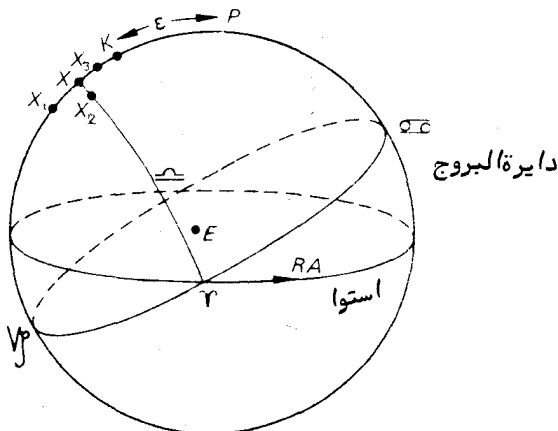
در بخش (۹-۷) دیدیم که به سبب اختلاف منظر ستاره‌ای، ستاره باید به مقدار  $\Delta\theta$  به سوی خورشید جابجا شود که مقدار  $\Delta\theta$  از رابطه زیر به دست می‌آید:

$$\Delta\theta = P \sin \theta,$$

1— Jamrs Bradley

2— Molyneux

3—  $\gamma$  Draconis



شکل ۱۰ - ۱ مشاهده عبور ستاره گامای تنین - تأثیرات پیش بینی شده جابجایی اختلاف منظری

در این فرمول،  $P$  اختلاف منظر سالانه ستاره و  $\theta$  زاویه بین جهت‌های زمین مرکزی ستاره و خورشید است.

بنابراین، در ۲۱ دسامبر هنگامی که خورشید در نقطه  $\nu$  قرار دارد، ستاره به نقطه  $X_1$  تغییر مکان می‌دهد که مقدار این جابجایی چنین خواهد بود:

$$XX_1 = P \sin Y \nu.$$

حاصل این فرآیند، کاهش ظاهری میل ستاره به مقدار  $XX_1$  است که از روی افزایش فاصله سمت الرأسی ستاره به همان اندازه به دست می‌آید. برادلی نیز ستاره را هنگام عبور، چنین مشاهده کرد.

سه ماه بعد که خورشید در نقطه  $\gamma$  قرار می‌گیرد، جابجایی اختلاف منظر به نقطه  $X_2$  می‌رسد که جهت آن درست در امتداد مدار میلی است که از  $X$  می‌گذرد. بدین ترتیب، میل ستاره بدون تغییر می‌ماند. حدود روز ۲۱ ژوئن، که خورشید به نقطه  $\omega$  می‌رسد، جابجایی ستاره،  $X_3$  خواهد بود که از فرمول زیر به دست می‌آید:

$$XX_3 = P \sin X \omega = P \sin (180 - X \nu) = XX_1$$

در این صورت، میل ستاره به مقدار  $XX_1$  افزایش می‌یابد که این افزایش میل به کاهش فاصله سمت الرأسی ستاره منجر می‌شود و برادلی آن را بر روی نصف النهار اندازه گرفت.

مجدداً، در روز ۲۱ سپتامبر یا حوالی این روز، که خورشید در نقطه  $\epsilon$  قرار دارد، جابجایی اختلاف منظر در میل ستاره تغییری ایجاد نمی‌کند.

اگر مقدار زاویه‌ای  $XX_1$  را با  $q$  نشان دهیم، برادلی معتقد بود که می‌تواند یک سری ارقام را به شکلی که در سطر اول جدول ۱۰-۱ آمده برای میل ستاره به دست آورد.

جدول ۱۰-۱ کشف انحراف ستاره‌ای

تاریخ	۲۱ دسامبر	۲۱ مارس	۲۱ ژوئن	۲۱ سپتامبر
مقدار میل تخمین زده شده	$\delta - q$	$\delta$	$\delta + q$	$\delta$
مقدار میل اندازه‌گیری شده	$\delta$	$\delta - q_1$	$\delta$	$\delta + q_1$

در واقع، برادلی جابجایی اندکی در میل ستاره یافت که کل مقدار تغییر دارای مرتبه ۴۰ ثانیه قوسی بود. مدت تناوب این تغییر یک سال بود و مقادیر اندازه‌گیری شده میل در سطر دوم جدول ۱۰-۱ ارائه شده‌اند که در آنها  $q_1$  معادل ۲۰" است. البته همان‌طور که دیده می‌شود، مقادیر تخمین زده شده و اندازه‌گیری شده میل نسبت به یکدیگر سه ماه اختلاف زمانی دارند. طی دو سال بعد، برادلی ستارگان دیگری را در قسمت‌های مختلف آسمان مشاهده کرد و چنین دریافت که این ستارگان حرکات سالانه ناچیزی به دور موضع میانگین خود انجام می‌دهند. در تمام این موارد، مقدار حداکثر جابجایی حدود ۴۰ ثانیه قوسی بود و جداول تغییرات این ستارگان، پیوسته نسبت به حرکت اختلاف منظری که برادلی در جستجوی آن بود، سه ماه اختلاف زمانی داشت.

می‌گویند تفسیر صحیح این نتایج در یک سفر تفریحی بر روی رودخانه تایمز به ذهن برادلی رسیده است. قایقی که برادلی و دوستانش در آن بودند، در آب‌پس و پیش می‌رفت. توجه برادلی به پرچمی که در سر دکل قایق قرار داشت معطوف شد، خصوصاً "به شیوه" تغییر جهت آن هنگامی که قایق تغییر مسیر می‌داد. ملاحان به وی خاطر نشان می‌کردند که جهت پرچم از ترکیب سرعت باد و سرعت قایق در آن لحظه ناشی می‌شود.

برادلی به اهمیت سخنان ملاحان پی برد.

حال بجای باد، نور ساطع شده از یک ستاره بجای قایق، زمین را که به دور خورشید می‌چرخد، در نظر بگیرید. تغییر مسیر قایق نیز تغییر جهت حرکت زمین در مدار دایره‌ای خود می‌باشد. بر این اساس، پرچم، جهت ظاهری را نشان می‌دهد که ستاره در آن جهت دیده می‌شود؛ جهتی که به سرعت نور ستاره و سرعت گردش زمین در مدارش بستگی دارد. بهتر است سخنان برادلی را بخوانیم:

" سرانجام چنین استنباط کردم که همه پدیده‌هایی که تا اینجا ذکر شده از حرکت تصاعدی نور و حرکت سالانه زمین در مدارش ناشی می‌شود. زیرا دریافتیم که اگر نور نسبت به زمان منتشر شود، محل ظاهری یک جسم ثابت، هنگامی که چشم در حالت سکون قرار دارد، با زمانی که آن جسم در جهاتی غیر از خط متصل کننده چشم به آن جسم حرکت می‌کند تفاوت دارد؛ و این که هرگاه چشم در جهات مختلف در حرکت باشد، محل ظاهری آن جسم نیز متفاوت خواهد بود."

این حقیقت که نور با سرعتی معین سیر می‌کند برای برادلی محرز شده بود و او مقدار تقریبی سرعت نور را به دست آورد.

### ۱۰- ۳- سرعت نور

در سال ۱۶۷۵ م.، ستاره‌شناس دانمارکی، رومر<sup>۱</sup>، سرعت نور را با توجه به تغییرات موجود در زمان گرفتگی‌های اقمار مشتری اندازه گرفته بود. گالیله نیز شخصا در موارد متعددی مشاهده کرده بود اقمار را که خود به وجود آنها پی برده در سایه سیاره مشتری ناپدید می‌شوند و چنین اظهار کرده بود که با تهیه جداولی از زمان گرفتگی‌ها، می‌توان از این جداول به عنوان ساعت‌های نجومی دریافتن طول جغرافیایی کشتیها در دریا بهره برد. ناپدید شدن یا ظهور مجدد یک قمر را می‌توان یک علامت نوری دانست. اگر سرعت نور بطور نامعینی زیاد باشد، این علائم نوری در فواصل زمانی منظم پدید می‌آیند زیرا مدار گردش اقمار مشتری خیلی به دایره شبیه است.

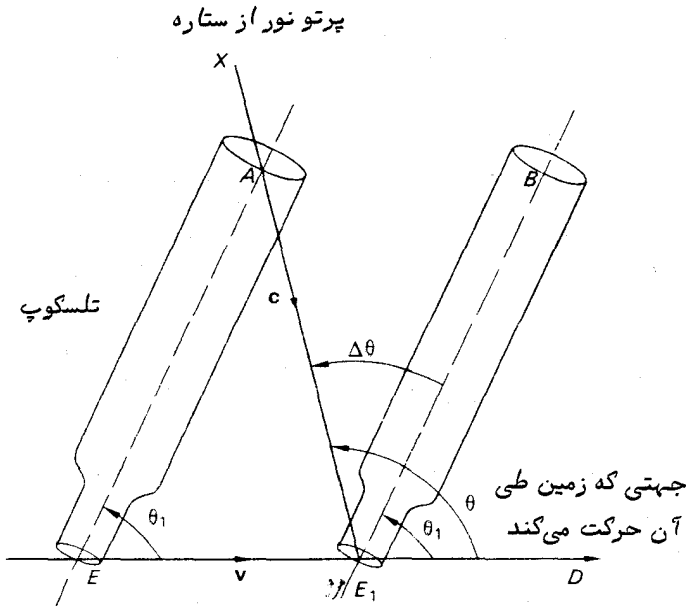
رومر دریافت که گرفتگی‌ها در فواصل زمانی کاملاً منظمی رخ نمی‌دهند. گاهی گرفتگی‌های هر چهار قمر زود رخ می‌داد و گاهی دیرتر از موعد مقرر. وی همچنین متوجه شد مدت زمانی که آنها زودتر یا دیرتر رخ می‌دهند به موضع دوسپاره مشتری و زمین بستگی دارد. به عبارت دیگر هنگامی که سیاره مشتری به نزدیکترین فاصله‌اش از زمین می‌رسد، گرفتگی‌ها زودتر رخ می‌دادند و وقتی که دوسپاره مشتری و زمین در دو سوی متفاوت از خورشید قرار می‌گرفتند، طول مدت گرفتگی بیشتر می‌شد. نتیجه صحیحی که رومر گرفت این بود که این اختلافات از محدود بودن مقدار سرعت نور ناشی می‌شود، به طوری که علامت نوری که مشخص کننده آغاز یا انتهای یک گرفتگی است، مدتی را صرف پیمودن فضای بین مشتری و زمین می‌کند. این مدت به دلیل تغییر فاصله بین سیاره مشتری و زمین متفاوت بود. حداکثر تفاوت بین زمان زودترین گرفتگی و دیرترین گرفتگی، مدت زمانی است که نور قطر مدار گردش زمین را می‌پیماید. رومر با

داشتن اطلاعات کلی از این فاصله و فاصله زمانی، سرعت نور را محاسبه کرد و رقمی به دست آورد که از مقدار جدید آن، یعنی  $۲۹۹۷۹۲/۵$  کیلومتر در ثانیه زیاد دور نیست.

### ۱۰-۳ زاویه انحراف

برادلی، تلاش رومر را که نیم قرن به دست فراموشی سپرده شده بود، به خاطر آورد وی علاوه بر این دریافت که سرعت زمین در مدار خورشید مرکزیش تقریباً  $۳۰$  کیلومتر در ثانیه است و جهت گردش آن پیوسته نسبت به شعاع حامل قائمه می‌باشد (با این فرض که مدار زمین دایره‌ای باشد). اکنون، او تمام اطلاعات مورد نیاز را در اختیار داشت تا پدیده‌هایی را که مشاهده کرده بود تشریح کند و به تدوین فرمولی برای پیش‌بینی این پدیده‌ها بپردازد. در زندگی روزمره، نمونه‌های چندی وجود دارد که اصل مورد نظر ما در آن گنجانده شده است. برای مثال، در یک روز بارانی در داخل یک اتوموبیل خاموش و بی‌حرکت می‌بینیم که قطرات باران بطور مستقیم فرو می‌ریزند. اما هنگامی که اتوموبیل به حرکت در می‌آید، قطرات باران در مسیری کج و مایل فرود می‌آیند به طوری که به نظر می‌رسد از جهتی درست بین بالای سرمان و مسیری که اتوموبیل می‌پیماید، می‌آیند.

در شکل ۱۰-۲ فرض کنید نور ستاره  $X$  به نحوی به تلسکوپ مستقر در نقطه  $A$  وارد



شکل ۱۰-۲ پدیده انحراف

می‌شود که ناظر، این ستاره را در وسط میدان دید تلسکوپ می‌بیند. تلسکوپ مذکور به دلیل سرعت مداری زمین که  $v$  کیلومتر در ثانیه است در جهت  $EE_1$  حرکت می‌کند. در مدتی که نور با سرعت  $c$  کیلومتر در ثانیه ( $c = 299792/5$ ) به پایین تلسکوپ می‌رسد، تلسکوپ به محل  $E_1B$  تغییر مکان می‌دهد. ناظر چنین تصور می‌کند که ستاره در جهت  $E_1B$  قرار دارد، زیرا باید تلسکوپ را به میزان اندکی از مسیر حقیقی ستاره به سوی آن جهت لحظه‌ای که ناظر در آن حرکت می‌کند کج کرد.

زاویه انحراف  $\Delta\theta$ ، چنین به دست می‌آید که در  $\triangle AEE_1$  فواصل  $AE_1$  و  $EE_1$  به ترتیب با  $v$  و  $c$  متناسب هستند. اگر فرضی کنیم،  $\angle AED = \theta_1$  و  $\angle AE_1D = \theta$  باشد، از این رو خواهیم داشت.

$$\frac{\sin AEE_1}{AE_1} = \frac{\sin EAE_1}{EE_1}$$

یا:

$$\frac{\sin \theta_1}{c} = \frac{\sin (\theta - \theta_1)}{v}$$

بنابراین:

$$\sin (\theta - \theta_1) = \frac{v}{c} \sin \theta_1$$

با یادآوری این موضوع که  $\theta - \theta_1 = \Delta\theta$  زاویه کوچکی است (مقدار  $\frac{v}{c}$  معادل  $\frac{1}{10000}$  است) و مقدار  $\Delta\theta$  بر حسب ثانیه قوسی بیان می‌شود، می‌توانیم چنین بنویسیم:

$$\Delta\theta = 206265 \frac{v}{c} \sin \theta$$

یا:

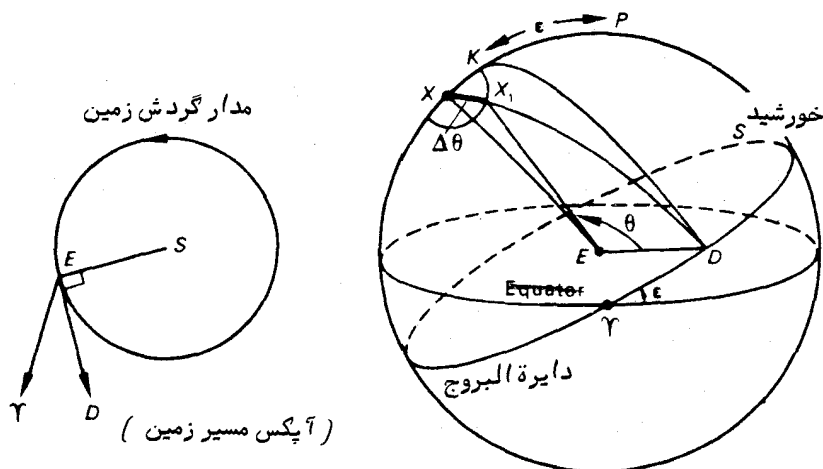
$$\Delta\theta = \kappa \sin \theta \quad (1-10)$$

عدد ثابت  $\kappa$ ، ثابت انحراف نامیده می‌شود و مقدار آن "۲۰/۴۹۶ است. کاملاً آشکار است که زاویه انحراف،  $\Delta\theta$ ، به مقدار  $\theta$  بستگی دارد،  $\theta$  زاویه بین جهت ستاره و جهت لحظه‌ای است که ناظر در امتداد آن حرکت می‌کند. این جهت  $D$  است که زمین در امتداد آن می‌چرخد و آن را به نام آپکس مسیر زمین<sup>۱</sup> می‌شناسند (شکل ۱۰-۳)، و

### 1-Aderration Angle

### 2- Apex of the Earth Way

پیوسته دارای طولی  $90^\circ$  کمتر از طول خورشید (TDS) است. برادلی دریافت سه ماه پیش، خورشید در این طول قرار داشته است و این جواب قانع کننده‌ای برای این موضوع بود که چرا همیشه مشاهداتش با آنهایی که انتظارشان را داشت سه ماه اختلاف دارد. به نظر می‌رسد



شکل ۱۰ - ۳ بیضی انحرافی

ستاره مذکور عیناً " همچون حالت اختلاف منظر ستاره‌ای در یک بیضی به دور موضع خورشید مرکزیش، X، می‌چرخد و دقیقاً" مثل مورد اختلاف منظر، بسادگی مشهود است که محور بزرگ این بیضی که دارای اندازه "  $40/992$  می‌باشد، با دایرة البروج موازی است. شکل این بیضی انحرافی، بطور وضوح به موضع ستاره در روی کره سماوی بستگی دارد. این بیضی به ازای ستاره‌ای که در روی دایرة البروج قرار دارد به قوسی به طول  $2K$  و برای ستاره‌ای در نقطه قطب دایرة البروج، به یک دایره تبدیل می‌شود.

### ۱۰ - ۵ مقدار ثابت انحراف

مقدار ثابت انحراف را رسماً " چنین تعریف می‌کنند که برابر است با نسبت تنندی یک سیاره با جرمی قابل اغماض و در حال حرکت در مداری با شعاع واحد به سرعت نور. این نسبت را با ضرب کردن در ثابتهای قوسی موجود در یک رادیان به ثابتهای قوسی تبدیل می‌کنند. اکنون مقدار "  $20/496$  را پذیرفته‌اند.

اگر فرض کنیم مدار گردش زمین دایره‌ای؛ فاصله زمین تا خورشید یعنی  $a$ ،  $10^6$



$\times 149600$  متر؛ تعداد ثانیه‌های موجود در یک سال نجومی،  $T$ ،  $10^6 \times 31/56$ ؛ و سرعت نور،  $c$ ،  $10^3 \times 299792/5$  متر در ثانیه باشد، خواهیم داشت:

$$\kappa = 206265 \frac{v}{c} = 206265 \frac{2\pi a}{cT}$$

که از این فرمول مقدار  $\kappa$  به دست می‌آید:

$$\kappa = 20/492''$$

درواقع، خروج از مرکز مدار زمین  $e = 0/01674$  است و فرمول زیر، برای  $\kappa$  صحیحتر می‌باشد:

$$\kappa = 206265 \frac{2\pi a}{cT(1 - e^2)^{3/2}} \quad (2-10)$$

طبق قسمت (۹-۴) کتاب داریم:

$$P = 206265 \frac{R_{\oplus}}{a} \quad (3-10)$$

که  $P$  اختلاف منظر خورشیدی و  $R_{\oplus}$  شعاع زمین است.  $P$  برحسب ثانیه قوسی سنجیده می‌شود.

طبق معادله‌های (۱۰-۲) و (۱۰-۳) داریم:

$$\kappa P = \frac{2\pi R_{\oplus} (206265)^2}{cT(1 - e^2)^{3/2}} \quad (4-10)$$

کمیت‌های سمت راست این عبارت، دقیقاً معلوم هستند ولی در گذشته تصور می‌کردند که اندازه‌گیری دقیق مقدار  $\kappa$ ، ما را قادر می‌سازد که برای اختلاف منظر خورشیدی و پس از آن برای مقیاس منظومه شمسی، مقدار دقیقی به دست آوریم، متأسفانه، اندازه‌گیری  $\kappa$  توسط مشاهدات تلسکوپ نصف‌النهاری که طی آن میل‌های رصد شده ستارگان به دست آمد، با پدیده‌ای به نام تغییر عرض مطابقت می‌کند. پوسته زمین به میزان اندکی نسبت به محور چرخش زمین جابجا می‌شود به طوری که عرض یک رصدخانه کاملاً ثابت نمی‌باشد. شیوه‌های

جدید اندازه‌گیری اختلاف منظر خورشیدی و نیز مقدار واحد نجومی توسط رادار خیلی دقیقتر هستند و از این رو، با دانستن مقدار  $P$  می‌توان اندازه  $\kappa$  را بهتر تعیین کرد. در تقویم نجومی و سایر تقویمها، جداولی ارائه شده تا ناظر بتواند اثرات پدیده انحراف را در زاویه بعد و میل ستارگان در نظر بگیرد. کمیت‌های  $C$  و  $D$  که به طول خورشید بستگی دارند به ازای هر روز از سال آورده شده است. از این رو، اگر  $(\delta, \alpha)$  و  $(\delta_1, \alpha_1)$  مختصات استوایی مواضع ستاره بدون در نظر گرفتن مقدار انحراف و با در نظر گرفتن انحراف باشد، چنین خواهیم داشت:

$$\alpha_1 - \alpha = Cc + Dd,$$

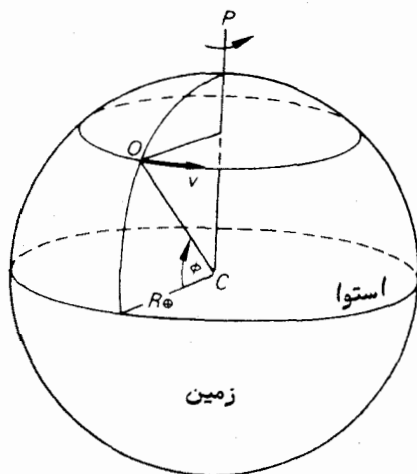
$$\delta_1 - \delta = Cc' + Dd',$$

که  $d, c, d', c'$  توابع مختصات ستاره هستند.

## ۱۰ - انحراف روزانه و انحراف سیاره‌ای

چرخش زمین روی محور آن، باعث ایجاد انحرافی می‌شود که مقدارش به قدری زیاد است که در مشاهدات دقیق باید آن را در نظر گرفت.

فرض کنید ناظری در یک محل به عرض جغرافیایی  $\phi$  ایستاده است و  $R_{\oplus}$ ،  $c$  و  $T$  به ترتیب شعاع زمین، سرعت نور و تعداد ثانیه‌های موجود در یک سال نجومی باشد. از این رو، ناظر  $O$  دارای سرعت  $v$  است که از چرخش زمین ناشی می‌شود و طبق فرمول زیر به دست می‌آید:



شکل ۱۰ - ۴ سرعت یک ناظر که

از چرخش زمین ناشی می‌شود

$$v = \frac{2\pi R_{\oplus} \cos \phi}{T},$$

که در شکل ۱۰ - ۴ بسادگی نشان داده شده است .

مقدار ثابت انحراف روزانه  $\kappa_1$  ، طبق فرمول زیر برحسب ثانیه قوسی به دست می آید :

$$\kappa_1 = 206265 \frac{v}{c}$$

پس از محاسبه فرمول فوق در می یابیم که :

$$\kappa_1 = 0/32'' \cos \phi. \quad (10-5)$$

فرض کنید ستاره‌ای را با میل  $\delta$  هنگامی رصد کرده ایم که از نصف النهار می گذرد . چون به سبب چرخش زمین ، ناظر در جهت شرقی حرکت می کند ، انحراف روزانه سبب می شود تا ستاره را در سمت شرق موضع زمین مرکزیش ببینیم . بنابراین ، زمان مشاهده عبور ستاره به مقدار  $\Delta t$  به تأخیر می افتد که آن را به روش زیر به دست می آوریم .

موضع ستاره هنگام عبور ظاهری در نقطه  $X_1$  است ، در حالی که موضع حقیقی آن  $X$  می باشد ( شکل ۱۰ - ۵) . بدین طریق :

$$XX_1 \approx 0/32'' \cos \phi.$$

حال اگر  $XX_1$  کمانی از مدار میل ستاره باشد ، داریم :

$$XX_1 = UV \cos \delta.$$

اما  $UV$  مدت زمان تأخیر عبور است ، زیرا این مدت ، تفاوت بین زوایای ساعتی  $X$  و  $X_1$  می باشد . از این رو ، مدت زمان تأخیر یعنی  $\Delta t$  طبق فرمول زیر به دست می آید :

$$\Delta t = UV = XX_1 \sec \delta = 0/32'' \cos \phi \sec \delta,$$

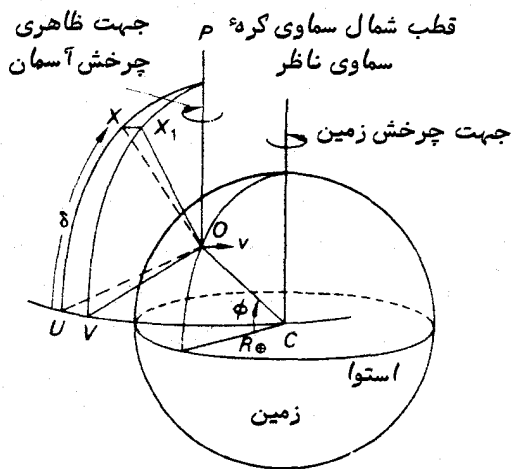
یا به عبارت دیگر :

$$\Delta t = 0/021 \cos \phi \sec \delta.$$

میل ستارگان هنگام عبور از نصف النهار و در نتیجه فواصل سمت الرأسی نصف النهاری آنها تحت تأثیر انحراف روزانه قرار ندارد .

در مورد سیارات ، نوری که به چشم ناظر زمینی وارد می شود از جهتی می آید که سیاره در مبدأ  $t_0$  در آن جا قرار داشته و جایی است که نور از آنجا سیاره را ترک گفته است .

بنابراین، علاوه بر تصحیح متداول انحراف ستاره‌های و روزانه، تصحیح دیگری برای به دست آوردن جهت ستاره در مبدأ  $t_1$  که در آنجا رصد شده است. ضروری است فاصله زمان  $(t_1 - t_0)$  از تقسیم فاصله زمین مرکزی سیاره بر سرعت نور به دست می‌آید. اگر  $\frac{d\delta}{dt}$  و  $\frac{d\alpha}{dt}$  میزان تغییر زاویه بعد و میل زمین مرکزی سیاره باشند، مقادیر تصحیح ناشی از انحراف سیاره‌های از روابط  $(t_1 - t_0) \frac{d\delta}{dt}$  و  $(t_1 - t_0) \frac{d\alpha}{dt}$  به دست می‌آید.



شکل ۱۰-۵ پدیده انحراف روزانه

در خاتمه به اجمال باید ذکر کرد انحراف یک قمر مصنوعی زمینی که سرعت گردش آن ۷ کیلومتر در ثانیه است در موضعی که رصد می‌شود دارای مرتبه ۵ ثانیه قوسی است که این مقدار را باید در مراحل ردیابی دقیق آن منظور کرد.

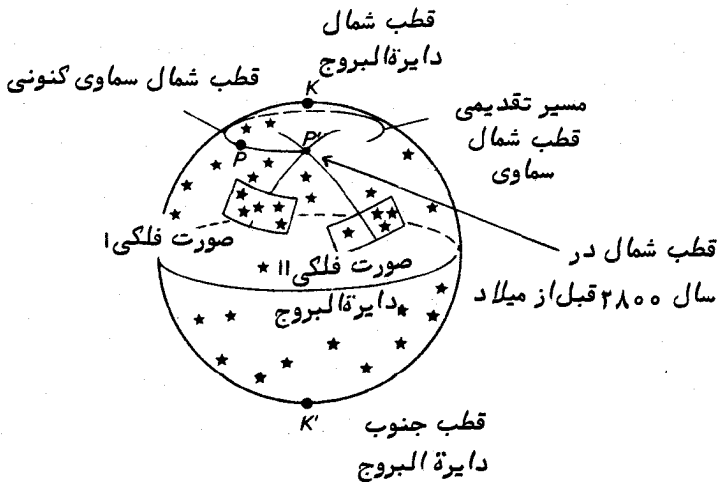
## ۱-۷ تقدیم اعتدالین

به نظر می‌رسد صور فلکی دب اکبر<sup>۱</sup>، جبار، امراة المسلسله<sup>۲</sup> و برخی دیگر به طور حتم حداقل دارای چهار هزار و پانصد سال قدمت باشند و مردمی که بین عرضهای جغرافیایی  $34^\circ$  و  $36^\circ$  شمالی قرار داشته‌اند آنها را می‌شناخته‌اند.

1- Ursa Major

2- Andromeda

دلایلی که به این نتایج قطعی منجر شده خیلی ساده و واضح هستند. در قسمت (۷-۵) دیدیم که ناحیه‌ای از کره سماوی با شعاع زاویه‌ای  $\phi$  درجه در حوالی قطب جنوب سماوی برای ناظری که در عرض جغرافیایی  $\phi^\circ$  شمالی قرار دارد، به دلیل این که زیرافق وی واقع می‌شود، دیده شدنی نیست. هنگامی که نحوه توزیع این صور فلکی باستانی را بر روی کره سماوی در نظر می‌گیریم، می‌بینیم (در قسمت ۷-۵) در ناحیه‌ای نسبتاً مدور در مجاورت قطب جنوب سماوی، صورت فلکی دیده نمی‌شود. این ناحیه می‌بایست برای تشکیل دهندگان صور فلکی زیر افق واقع شده باشد. مرکز این ناحیه بیضی شکل را بسادگی نمی‌توان تعیین کرد ولی با موضع تقریبی قطب جنوب سماوی در هزاران سال پیش مطابقت می‌کند. شعاع تقریبی این ناحیه  $35^\circ$  است. مجدداً هنگامی که نحوه توزیع صور فلکی را در نظر می‌گیریم، این صور فلکی درون حلقه‌هایی قرار می‌گیرند که با موضع قطب شمال سماوی در چهار هزار سال و نیم پیش متقارن هستند. در واقع، با کشیدن مستطیلی که به بهترین نحو هر صورت فلکی را در برگیرد و پس از آن ترسیم یک دایره عظیمه که اضلاع آن مستطیل را به دو قسمت تقسیم کند، تاریخ دقیقتری به دست می‌آید که این کار در شکل ۱۰-۶ در مورد دو صورت فلکی فرضی نشان داده شده است. چنانچه در تشکیل صور فلکی هیچ نظمی وجود نداشته باشد، در نتیجه به دست آمده نیز هیچ انتظامی نباید دیده شود. اما می‌بینیم که اکثر دایره‌های عظیمه مذکور از موضعی می‌گذرند که قطب شمال سماوی ۳۰۰ سال قبل و بعد از سال ۲۸۰۰ قبل از میلاد در آنجا قرار داشته است.



شکل ۱۰-۶ قطب شمال سماوی هنگامی که صور فلکی تعیین شده بودند

این نتیجه‌گیری که گروهی از مردم که در حوالی سال ۲۸۰۰ قبل از میلاد در عرض جغرافیایی تقریباً  $34^{\circ}$  شمالی می‌زیسته‌اند صورفلکی را برای مقاصد ویژه‌ای (احتمالاً " مقاصد دریانوردی ) تشکیل دادند ، از سوی منابع دیگر کاملاً " تأیید می‌شود .

ستاره‌شناس یونانی ، ابرخس (سال ۱۲۵ قبل از میلاد ) شعری از آراتوس را ( که حدود ۲۵۰ قبل از میلاد می‌زیسته است ) مورد بررسی و نقد قرار داد . در این شعر از کره‌ای سماوی به نام کره<sup>۱</sup> اُدوکسوس<sup>۱</sup> نام برده می‌شود که این کره به سال ۴۰۰ قبل از میلاد مربوط است . صورفلکی باستانی در روی این کره نشان داده شده‌اند و شعر آراتوس نه تنها بطور دقیق این صور را تشریح کرده است بلکه اظهارات نجومی متعددی ابراز کرده است . ابرخس بر خطاهای موجود در تشریحات و اظهارات آراتوس انتقادی نوشته بود و لازم دانست صور فلکی چندی را دوباره مرتب کند یعنی ستارگان روشنی را که بسهولت دیده می‌شد و به دلایلی از سوی ارائه کنندگان صور فلکی حذف شده بود براین مجموعه بیفزاید یا در سایر موارد ، ستارگانی را که دیگر درون صورت فلکی خود قرار نداشتند ، مشخص سازد . اخیراً " ، پروفورام . دلبلیو اوندن<sup>۲</sup> اظهارات بی‌شمار آراتوس را در این شعر بررسی کرده و ثابت کرده است که این اظهارات بطور کلی به ازای موضع قطب شمال و جنوب سماوی در فاصله<sup>۳</sup> ۸۰۰ سال قبل و بعد از سال ۲۶۰۰ قبل از میلاد و نیز در عرض جغرافیایی  $1 \frac{1}{4}^{\circ} \pm 36^{\circ}$  شمالی عاری از خطاست . این دو رقم در محدوده<sup>۴</sup> عدم قطعیتها با مقادیر قبلی وفق می‌کند .

همان طور که اوندن هم مطرح کرده است ، به احتمال زیاد ، مطالعات ابرخس درباره<sup>۵</sup> شعر آراتوس وی را در کشف پدیده<sup>۶</sup> تقدیم اعتدالین تحریک کرده است . مقایسه<sup>۷</sup> طول و عرض سماوی ستارگان که او اندازه گرفته بود با اندازه‌گیریهایی که تیموکاریس<sup>۳</sup> و آریستیلوس<sup>۴</sup> ۱۵۰ سال پیش در اسکندریه به کار برده بودند ، وی را بر آن داشت تا چنین نتیجه بگیرد که درحالی که عرض ستارگان ثابت است ، طول سماوی آنها در هر سال حدود " ۵۰ اضافه می‌شود . ابرخس ناگزیر به این نتیجه رسید که مواضع نسبی دایرة البروج و استوای سماوی در حال تغییر است . تاجایی که می‌توانست ببیند ، مقدار تمایل ،  $\epsilon$  ، ثابت بود . از آن جا که عرض سماوی ستارگان تغییر نمی‌کرد ، چنین نتیجه گرفت که موضع دایرة البروج نسبت به زمینه<sup>۸</sup> ستارگان نیز ثابت می‌باشد . اما چون طولهای سماوی بطور مجزا افزوده می‌شوند ، مجبور شد چنین نتیجه بگیرد که اعتدال بهاری ،  $\gamma$  ، به میزان " ۵۰ در سال در امتداد دایرة البروج به عقب می‌رود بنابراین ، استوای سماوی که یکی از نقاط تلاقی آن با دایرة البروج ،  $\gamma$  است ، نیز باید دارای

1— Eudoxus

2— M.W. Ovenden

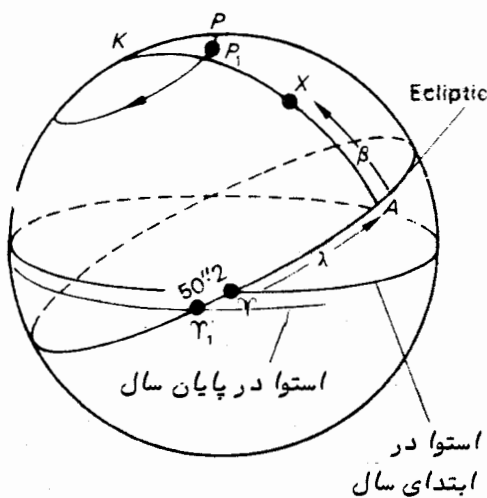
3— Timocharis

4— Aristillus

حرکت تقدیمی باشد. در شکل ۱۰ - ۷ این فرآیند را نسبت به ستاره  $X$  که دارای طول سماوی  $\lambda$  و عرض  $\beta$  است، نشان داده ایم.

یک سال بعد، عرض ستاره هنوز مقدار  $\beta$  است ولی طول آن به سبب این که استوای سماوی پیشروی کرده است، به اندازه  $50''$   $\lambda + 50''$  می رسد و در نتیجه باعث ایجاد اعتدال بهاری جدید،  $\gamma_1$ ، و همچنین قطب شمال سماوی جدید،  $P_1$ ، می شود.

براین اساس، حرکت قطب در امتداد دایره کوچکی به شعاع  $\epsilon$  صورت می گیرد که مرکز این دایره، قطب شمال دایره البروج،  $K$ ، است. حرکت برگشتی  $\gamma$  و  $\simeq$  حرکت تقدیمی اعتدالین نامیده می شود و یک دور کامل آن تقریباً  $26000$  سال رخ می دهد.



شکل ۱۰ - ۷ حرکت نقطه  $\gamma$  بر اثر حرکت تقدیمی

طبق شکل ۱۰ - ۷ معلوم می شود که زوایای بعد و میل ستارگان به سبب پدیده حرکت تقدیمی باید تغییر کنند و علاوه بر این شکل نشان می دهد چرا توضیحات مربوط به صورت فلکی در شعر آراتوس اشتباه است. این صورت فلکی احتمالاً  $2500$  سال قبل از زمان ابرخس تشکیل شده اند و مرکز آن ناحیه ای از نیمکره جنوبی است که صورت فلکی در آن وجود ندارد و همان موضعی است که قطب جنوب سماوی در حدود سال  $2600$  قبل از میلاد یعنی تقریباً "یک دهم دوره تقدیمی در آن جا قرار داشته است. بعضی از ستارگانی که در زمانهای قبل در بالای افق قرار داشتند (یعنی هر روز طلوع و غروب می کردند) و در صورت فلکی گنجانده شده بودند در زمان ابرخس زیر افق قرار گرفته اند یا ستارگان نورانی که به چشم ارائه کنندگان صورت فلکی دیده

نمی‌شدند به سبب پدیدهٔ دیرپای حرکت تقدیمی، میل آنها تغییر زیادی کرده و ابرخس آنها را در بالای افق می‌دیدند است.

بنابراین می‌بینیم که موضع استوای سماوی و اعتدال بهاری در تغییر است. لذا مشکل ما هنگامی آشکار می‌شود که بخواهیم بدانیم این مرجعهای مهم در هر لحظه در کجا قرار دارند. یک روش برای دستیابی به موضع آنها در قسمت بعد آورده شده است.

### ۱۰ - اندازه‌گیری مواضع $\gamma$ و استوای سماوی

از این واقعیت استفاده می‌کنیم که دایرهٔ البروج، مسیر سالانهٔ خورشید در زمينهٔ ستارگان است. می‌دانیم که تمایل دایرهٔ البروج،  $\varepsilon$ ، مقدار حداکثر میل شمالی خورشید می‌باشد. اندازه‌گیری فاصلهٔ سمت الرأسی نصف النهار خورشید،  $z$ ، هنگام عبور در روزهایی حوالی انقلاب تابستانی و همچنین دانستن عرض جغرافیایی ناظر،  $\phi$ ، با استفاده از فرمول زیر یک دسته عدد به ازای  $\delta$  ارائه می‌کند:

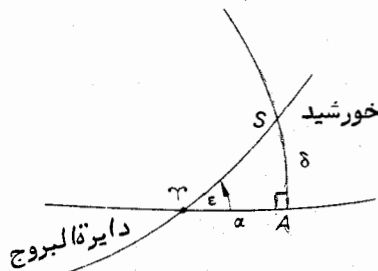
$$\delta = \phi - z. \quad (10-5)$$

حداکثر مقدار  $\delta$  در نمودار نسبت به زمان، مقدار تمایل است. چنانچه دستهٔ دوم مشاهدات دربارهٔ فاصلهٔ سمت الرأسی نصف النهار خورشید در نزدیکی یکی از نقاط اعتدال انجام شود، باز هم مقدار میل آن از معادلهٔ (۱۰-۵) محاسبه خواهد شد.

با استفاده از فرمول چهار جزئی، طبق شکل ۱۰-۸ خواهیم داشت:

$$\sin \alpha = \tan \delta \cot \varepsilon.$$

که از این رابطه، زاویهٔ بعد خورشید در لحظهٔ عبور به دست می‌آید.



شکل ۱۰-۸ اندازه‌گیری مواضع  $\gamma$



زاویه ساعتی خورشید هنگام عبور از نصف النهار صفر است بطوری که مقدار  $\alpha$  زمان نجومی محلی یا زاویه ساعتی  $\gamma$  می باشد. با این عمل، خطای ساعت نجومی رصدخانه تعیین می شود. پس از آن با ارائه زوایای بعد ستارگان می توان زمانهای نجومی عبورستارگان را مورد توجه قرار داد.

بعلاوه می توان با استفاده از معادله  $(10-5)$  از فواصل سمت الرأسی نصف النهاری آنها، مقادیر میل آنها را به دست آورد. بدین طریق مختصات استوایی ستارگان (یعنی مواضع آنها نسبت به استوای سماوی و نقطه اول حمل) را می توان محاسبه کرد، یا برعکس، مواضع استوا و  $\gamma$  را نسبت به زمینه ستارگان در هر زمان تعیین کرد.

### ۱۰-۹ تأثیر حرکت تقدیمی بر مختصات استوایی يك ستاره

حال، انواع تغییراتی را که توسط حرکت تقدیمی بر روی مختصات استوایی یک ستاره به وجود می آید، با فرض این که دوره تناوب حرکت تقدیمی ۲۶۰۰۰ سال باشد، در نظر می گیریم. در شکل ۱۰-۹ قطب شمال دایره البروج،  $K$ ، در بالای نمودار مشخص شده و دایره البروج نیز ترسیم شده است. این کار غالباً "در مواردی از حرکت تقدیمی که قطب شمال سماوی و استوای سماوی جابجا می شوند، مفید است.

فرض کنید نقاط  $P_1$ ،  $P_2$  و  $P_3$  مواضع قطب شمال سماوی در حال حاضر (مثلاً "سال ۱۹۷۰ بعد از میلاد)، یک ربع و یک دوم دوره تناوب حرکت تقدیمی بعد از این تاریخ باشد. مواضع  $\gamma$  که معادل این زمانهاست  $\gamma_1$ ،  $\gamma_2$ ،  $\gamma_3$  است. همچنین خطوط گوناگون استوای سماوی در این شکل ترسیم شده اند.

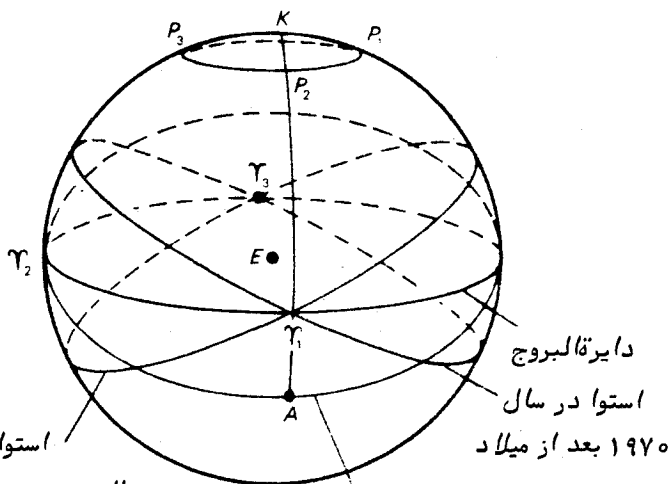
ستاره ای را فرض کنید که زاویه بعد و میل کنونی آن به ترتیب  $\bullet$  و  $10^\circ$  است، بدین ترتیب ستاره در روی کره سماوی در نقطه  $\gamma_1$  قرار دارد.

قطب شمال سماوی و نقطه اول حمل تا سال ۸۴۷۰ بعد از میلاد به سبب حرکت تقدیمی به مواضع  $P_2$  و  $\gamma_2$  منتقل می شوند و نصف النهاری که از قطب شمال سماوی در آن تاریخ و همچنین از ستاره می گذرد، استوای آن تاریخ را در نقطه  $A$  قطع خواهد کرد. مختصات استوایی ستاره بدین قرار خواهد بود، زاویه بعد  $6^\circ$  و میل  $4^\circ$  شمالی زیرا طول  $\gamma_2 A$  معادل  $90^\circ$  است. دلیل این امر، از این حقیقت ناشی می شود که  $\gamma_2$  قطب دایره عظیمه  $\gamma_1 K P_2$  می باشد.

مواضع قطب شمال سماوی و نقطه اول حمل در سال ۱۴۹۷۰ بعد از میلاد،  $P_3$  و  $\gamma_3$  است. مختصات ستاره در این هنگام  $12^\circ$  و  $0^\circ$  است.

بطور وضوح، پس از سپری شدن سه چهارم دوره تناوب حرکت تقدیمی مختصات ستاره

ساعت ۱۸ و  $4^\circ$  جنوبی خواهد بود و پس از یک دوره تناوب تقدیمی کامل، مختصات ستاره به مقدار سال ۱۹۷۰ بعد از میلاد باز می‌گردد.



میلاد  $1970 + 13000 = 14970$

استوا در  
بعد از میلاد  $1970 + 6500 = 8470$

شکل ۱۰ - ۹ گره سماوی که در آن حرکت تقدیمی استوای سماوی نشان داده شده است

ستاره قطبی کنونی حدود یک درجه از قطب شمال سماوی فاصله دارد و به همین دلیل شاخص مناسبی برای تعیین موضع قطب در زمان کنونی است. چنانچه نقشه‌ای از ستارگان تهیه کنید و دایره‌ای به شعاع  $4^\circ$  (معادل  $23/5^\circ$ ) به دور قطب شمال دایرة البروج ترسیم کنید، این دایره از مواضعی می‌گذرد که قطب شمال سماوی در آن مواضع بوده یا خواهد بود. برای مثال، حدود ۴۰۰۰ سال پیش، ستاره نورانی گامای تنین تقریباً  $4^\circ$  از قطب فاصله داشته و ۱۲۰۰۰ سال بعد، قطب فقط چند درجه از ستاره نورانی آلفای چنگ (نسرواقع) فاصله خواهد داشت.

کاتالوگهای ستارگان، مختصات ستارگان را نسبت به استوا و اعتدال بهاری خاصی ارائه می‌کنند و این مختصات، مواضع استوا و اعتدال بهاری را در یک مبدأ ویژه مثلاً "آغاز سالهای ۱۹۵۰ یا ۱۹۷۵ یا ۲۰۰۰ میلادی مشخص می‌سازند. مواضع ستارگان در تقویم نجومی و سایر سالنماها برحسب موضع استوا و اعتدال در یک روز معین است (در این مورد، آغاز سالی که سالنما برای آن تهیه شده است، انتخاب می‌شود؛ مثلاً "آغاز سال ۱۹۷۰ میلادی). این

استوا و اعتدال را استوای متوسط<sup>۱</sup> و اعتدال متوسط<sup>۲</sup> برای سال ۱۹۷۰ میلادی می نامند. فرمولهایی وجود دارد که برای فاصله زمانی ده سال یا همین حدود معتبرند و مختصات متوسط یک ستاره ( $\alpha_1$ ،  $\delta_1$ ) را در آغاز یک سال قبل از مبدأ مرجع (سال ۱۹۷۰) یابعد از آن ارائه می کنند. پس اگر ( $\alpha$ ،  $\delta$ ) مختصات متوسط ستاره در آغاز سال ۱۹۷۰ باشد، مختصات متوسط ستاره در آغاز سال ۱۹۷۱ طبق معادلات زیر به دست خواهند آمد:

$$\alpha_1 - \alpha = 3/073'' + 1/336'' \sin \alpha \tan \delta,$$

$$\delta_1 - \delta = 20/04 \cos \alpha. \quad (10-6)$$

مساله محاسبه تغییرات موجود در مختصات متوسط ناشی از حرکت تقدیمی، هنگامی که فاصله زمانی مورد نظر از چندین سال بیشتر می شود، متضمن مراحل پیچیده تری است.

### ۱۰-۱۰ علت حرکت تقدیمی

با وجود این که ابرخس پدیده های ناشی از حرکت تقدیمی را در قرن دوم قبل از میلاد کشف کرد، تقریباً دو هزار سال سپری شد تا نیوتن توضیحاتی در این مورد ارائه کرد. نیوتن ثابت کرد که این امر به سبب جذب گرانشی خورشید و ماه بر زمین غیر کروی و در حال چرخش است.

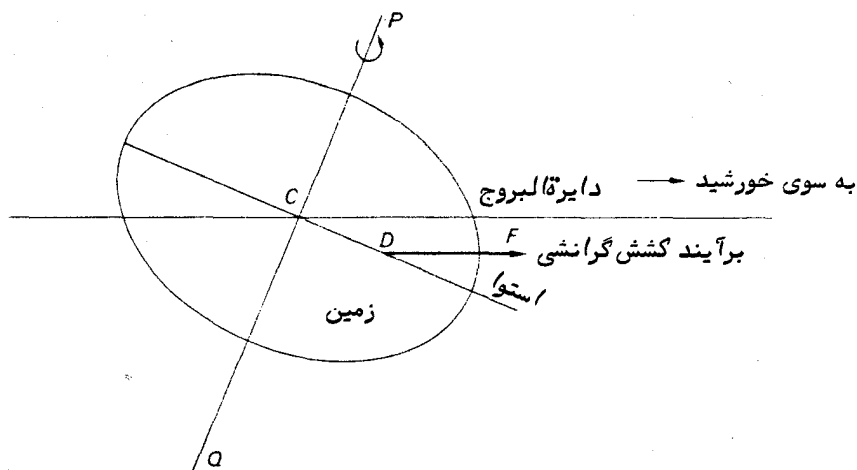
نیوتن چنین نتیجه گیری می کرد که اگر زمین کاملاً گرد می بود یا خورشید و ماه پیوسته درون صفحه استوای سماوی قرار می گرفتند، برآیند جاذبه های گرانشی آن دو در امتداد خطوطی که این دو جرم را به مرکز زمین متصل می کند قرار می گرفت و هیچ نیرویی در کج کردن محور چرخش زمین پدید نمی آمد.

البته، موقعیت کاملاً "فرق می کند. نه تنها زمین کره پهن شده ای است که در استوا دارای برآمدگی است بلکه ماه و خورشید نیز در مدارهای ظاهری حرکت می کنند که نسبت به صفحه استوای زمین خمیده است. خورشید را در نظر می گیریم که صفحه مداری آن صفحه دایره البروج است. به دلیل نامتقارن بودن نیروهای گرانشی که بر ذرات ماده زمین وارد می شود، برآیند جذب خورشیدی از مرکز زمین،  $C$ ، نمی گذرد بلکه در امتداد خط  $DF$  اثر می گذارد (شکل ۱۰-۱۰ را ملاحظه کنید). چنانچه زمین بی حرکت می ماند، این نیروآنا

1- Mean Equator

2- Mean Equinox

باعث می‌شود که سیاره مذکور بطوری کج شود که صفحات استوا و دایرة البروج بر هم منطبق شوند .

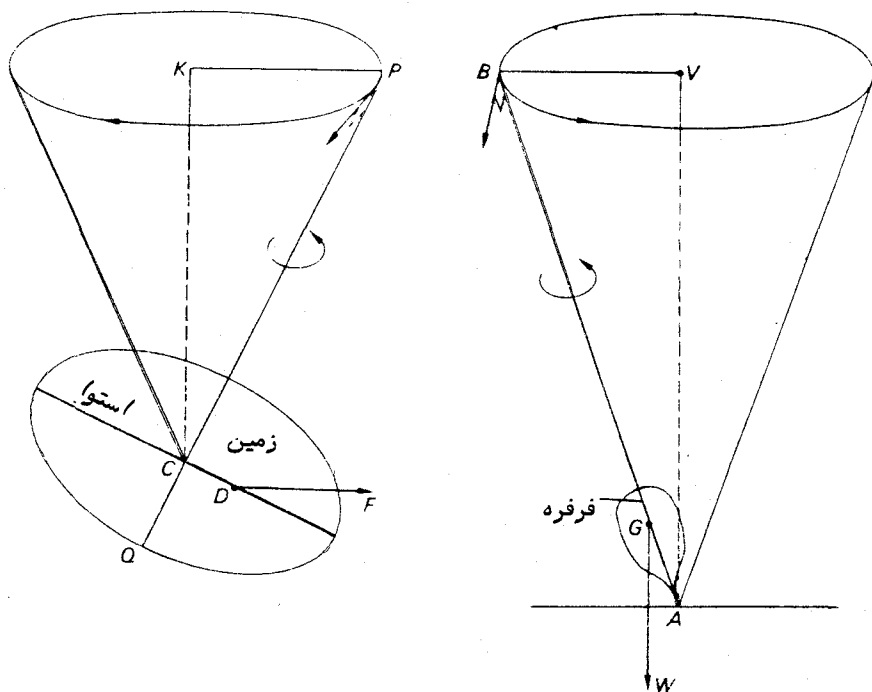


شکل ۱۰ - ۱۰ نیروی گشش گرانشی خورشید بر روی زمین غیر گروی

البته زمین مثل یک فرفره عمل می‌کند . وزن فرفره ،  $W$  ، بطور عمودی از مرکز جرم آن  $G$  ، به طرف پایین اثر می‌کند . محور چرخش  $AB$  به دور عمود  $AV$  حرکتی پیش رونده دارد و این در حالی است که عمود  $AV$  همیشه نسبت به صفحه‌ای که در یک لحظه با  $AB$  و  $AV$  مشخص شده است زاویه قائمه می‌سازد و همچنانکه فرفره پیش می‌رود ، محور چرخش آن تشکیل مخروطی را می‌دهد ( شکل ۱۰ - ۱۱ را ملاحظه کنید ) .

در مورد زمین ، برآیند کشش گرانشی خورشید که در امتداد  $DF$  اثر می‌کند ، باعث می‌شود که محور چرخش زمین ،  $QP$  ، مخروط تقدیمی را به محور  $CK$  تشکیل دهد ، در حالی که  $CK$  در جهت قطب شمال دایرة البروج ،  $K$  ، است . بنابراین قطب شمال سماوی در طول دوره تناوب ۲۶۰۰۰ ساله حرکت تقدیمی ، دایره صغیره‌ای به شعاع  $\epsilon$  به دور  $K$  می‌پیماید . این واقعیت ، مسأله تأثیر خورشید را پیچیده‌تر می‌کند که نه تنها فاصله زاویه‌ای خورشید در بالای صفحه استواست و در طول سال نیز تغییر می‌کند بلکه مدار آن بیضوی است به طوری که کشش گرانشی آن متغیر می‌باشد . به این ترتیب ، توضیح کامل و موثکافانه تأثیر حرکت تقدیمی خورشید بسیار پیچیده است .

تأثیر ماه ، پیچیده‌تر است اما چون مدار گردش آن فقط چند درجه نسبت به صفحه دایرة البروج کج است ، میزان دخالت آن در حرکت تقدیمی مشابه خورشید می‌باشد . حرکت



شکل ۱۰ - ۱۱ حرکت مخروطی شکل یک فرقره که با حرکت تقدیمی قطب زمین مقایسه شده است

یکنواخت قطب شمال سماوی در امتداد دایره عظیمه‌ای به دور قطب شمال دایره البروج که از تأثیر ماه و خورشید پدید می‌آید، حرکت تقدیمی ماه - خورشیدی<sup>۱</sup> نام دارد. آن گونه که دیدیم، این فرآیند باعث پدید مداوم  $\pi$  در امتداد دایره البروج با سرعت  $50/2''$  در سال (مقدار جدید حرکت تقدیمی) و در نتیجه حرکت استوای سماوی به همین اندازه می‌شود.

### ۱۰ - ۱۱ رقص محوری

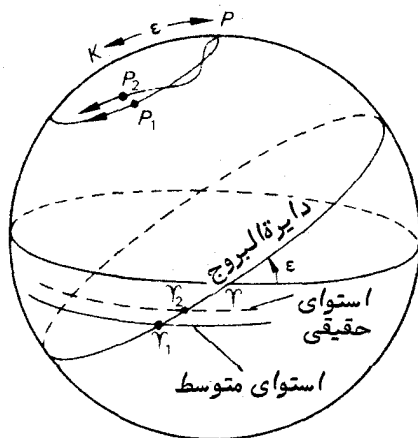
برادلی هنگامی که سعی در اندازه‌گیری اختلاف منظر ستارگان داشت، سعی می‌کرد آخرین اعتراض اصلی نسبت به نظریه خورشید مرکزی منظومه شمسی را از بین ببرد. او گرچه در تعیین اختلاف منظر موفق نبود ولی با کشف و تفسیر صحیح پدیده انحراف ستارگان دلیل

قابل توجهی ارائه کرد که زمین به دور خورشید در حرکت است .

همان وقت وی می‌دانست که هر نوع جابجایی اختلاف منظر یک ستاره باید کمتر از دو ثانیه قوسی باشد و مقادیر جابجایی که مشاهده شده بود با آنهایی که محاسبه کرده بود ، مطابقت زیادی داشتند . اما می‌بینیم که او در سال ۱۷۲۹ م . چنین می‌نویسد : " من نیز به تغییرات نسبتاً ناچیزی در میل ستارگان برخوردم . . . که به نظر می‌رسد به همان دلیل ( انحراف ) به وجود آمده باشد . "

این اختلافات ناچیز بین مشاهدات و محاسبات برادلی ، او را بعد از نوزده سال کار دقیق به کشف پدیده رقص محوری اهدایت کرد . معلوم شد که این جابجایی‌ها دارای دوره تناوب  $\frac{2}{3}$  سال است و برادلی چنین تفسیر کرد که آنها به دلیل لرزشهای ظریف محور چرخش زمین پدید می‌آیند . وی همچنین اظهار کرد که این لرزشها به سبب تأثیر ماه بر روی برآمدگی قسمت استوای زمین است . صفحه‌ای که ماه درون آن به دور زمین می‌چرخد ، خود یک حرکت پیش‌رونده دارد به طوری که در یک دوره تناوب  $\frac{2}{3}$  ساله ، خط تلاقی صفحه مدار ماه با صفحه دایره البروج یک دور کامل حول دایره البروج می‌زند .

در شکل ۱۰ - ۱۲ نتیجه رقص محوری را نشان داده‌ایم . به سبب حرکت تقدیمی ماه - خورشیدی ، قطب شمال سماوی زمانی به نقطه  $P_1$  می‌رسد که در آن لحظه اعتدال بهاری به نقطه  $\gamma_1$  رسیده ، اما به دلیل رقص محوری ، تأثیر مازادی به وجود می‌آید ، به طوری که



شکل ۱۰ - ۱۲ تأثیر رقص محوری بر موضع  $\gamma$

مواضع حقیقی قطب و اعتدال بهاری در واقع نقاط  $P_2$  و  $\gamma_2$  می باشد. بدین ترتیب، استوای حقیقی، بطور کلی با استوای متوسط تفاوت دارد و مختصات حقیقی ستاره نسبت به استوای حقیقی و اعتدال بهاری تعیین می شود.

فرمولهایی وجود دارد که بدان طریق مختصات متوسط ( $\alpha$  و  $\delta$ ) مثلا " سال ۱۹۷۰ میلادی را می توان برای مثال به مختصات حقیقی ( $\alpha_1$  و  $\delta_1$ ) ساعت ۱۸ زمان جهانی روز ۲۴ ژوئن سال ۱۹۷۰ میلادی تبدیل کرد. این فرمولها دارای شکل زیر هستند:

$$\alpha_1 - \alpha = Aa + Bb + E \quad (10-7)$$

$$\delta_1 - \delta = Aa' + Bb'$$

و کمیت‌های  $A$ ،  $B$  و  $E$  به ازای هر روز از سال در تقویم نجومی و سایر تقویمها فهرست بندی شده است. سایر کمیت‌های  $a$ ،  $a'$ ،  $b$  و  $b'$  توابع مختصات ستاره می باشند. به علت لرزشهای رقی محوری در محور چرخش زمین، تمایل دایرة البروج (در شکل ۱۰-۱۲ فاصله  $KP_2$ ) نسبت به میانگین مقدارش،  $KP_1$ ، تغییر می کند و دامنه آن در دو سوی مقدار میانگین حدود  $9/2''$  است.

### ۱۰-۱۲ سال برجی و سال نجومی

در قسمت (۸-۷) گفتیم، سالی که در زندگی روزمره به کار می رود بر مبنای سال برجی است و بدین ترتیب تعریف می شود که فاصله زمانی بین عبورهای متوالی خورشید از اعتدال بهاری است. در اینجا می بینیم که به سبب حرکت تقدیمی، نقطه اعتدال بهاری در امتداد دایرة البروج با سرعتی معادل  $50/2''$  در سال در جهت مخالف حرکت خورشید، حرکت می کند. بنابراین، سال برجی ( $365/2422$  روز متوسط خورشیدی) از سال نجومی کوتاهتر است. سال نجومی مدت زمانی است که خورشید صرف می کند تا یک دور کامل گرد دایرة البروج بچرخد. طول سال نجومی از رابطه زیر به دست می آید:

$$\frac{1 \text{ سال نجومی}}{360^\circ} = \frac{1 \text{ سال برجی}}{360^\circ - 50/2''}$$

که طول سال نجومی معادل  $365/2564$  روز متوسط خورشیدی می باشد.

### مسائل فصل دهم:

توجه - دوره تناوب حرکت تقدیمی را  $2600$  سال، تمایل دایرة البروج را  $23 \frac{1}{4}^\circ$  و

ثابت انحراف را "۲۵/۴۹ فرض کنید .

- ۱ - ستاره‌ای در دایرة البروج دارای طول سماوی  $۴۲^\circ$  است . اگر طول خورشید  $۱۵۲^\circ$  باشد ، تغییر طول ستاره ناشی از انحراف را محاسبه کنید .
- ۲ - ستاره‌ای دارای طول سماوی  $۵^\circ$  است . در روزهای زیر طول ظاهری آن را حساب کنید : ۱ - ۲۱ مارس - ۲ - ۲۱ ژوئن - ۳ - ۲۱ سپتامبر - ۴ - ۲۱ دسامبر
- ۳ - فرض کنید ثابت انحراف برای ناظری بر روی زمین "۲۵/۴۹ است و فاصله سیاره مریخ از خورشید  $۱/۵$  واحد نجومی می‌باشد . مقدار ثابت انحراف را برای ناظری که در روی مریخ قرار دارد ، با این فرض که مدارهای آن دایره‌ای است ، حساب کنید .
- ۴ - طول کنونی نقطه‌ای را بیابید که این نقطه  $۵۲۵۰$  سال بعد ، نقطه اول حمل خواهد بود . ثابت کنید که قطب شمال سماوی در آن زمان  $۲۷^\circ$  از قطب کنونی فاصله خواهد داشت .
- ۵ - ستاره تنین  $۳۶$  در مجاورت قطب شمالی دایرة البروج قرار دارد . صرف نظر از مقدار اختلاف منظر آن ، بگویید ، در چه قسمتی از سال زاویه بعد و میل شمالی آن به علت انحراف به مقدار (۱) - حداکثر ، (۲) - حداقل می‌رسد .
- ۶ - ثابت کنید که تغییر میل ناشی از انحراف برای ستاره‌ای که موضع حقیقی آن بر روی استوای سماوی است ، مقدار زیر می‌باشد :

$$-k \sin \epsilon \cos \lambda_{\odot}$$

- که  $k$  ثابت انحراف ،  $\epsilon$  تمایل دایرة البروج و  $\lambda_{\odot}$  طول خورشید است .
- ۷ - مقدار جابجایی طول و عرض سماوی ناشی از انحراف یک ستاره را که دارای عرض سماوی  $۲۵^\circ$  است محاسبه کنید . طول خورشید در لحظه مورد نظر با طول ستاره یکسان است .

چنانچه اختلاف منظر ستاره‌ای "۳۲/۵ باشد ، جابجایی ناشی از اختلاف منظر چقدر می‌باشد ؟

- ۸ - عرض و طول یک ستاره در حال حاضر به ترتیب  $۱۴^\circ$  ،  $۵^\circ$  شمالی و  $۴۷$  ،  $۳۲۷$  است . مدت زمانی را حساب کنید که باید سپری شود تا ستاره مذکور ستاره استوایی شود .
- ۹ - ثابت کنید که در هر جا و هر لحظه ، یک موضع یک ستاره وجود دارد که تأثیر انحراف سالانه سماوی و مخالف تأثیر پدیده شکست است . فاصله سمت الرأسی این ستاره را در نیمه شب کوتاهترین روز ، با این فرض که نسبت ثابتهای شکست و انحراف  $۲/۸۵$  باشد ، به دست آورید .

- ۱۰ - با این فرض که تمایل دایرة البروج ثابت باشد ، ثابت کنید که  $۱۳۵۵۰$  سال دیگر ستاره‌ای که مختصات کنونی آن  $۱۸^\circ$  ساعت و  $۴۷^\circ$  جنوبی است ، بر روی استوای سماوی قرار می‌گیرد .



در آن زمان زاویه بعد آن ستاره چقدر خواهد بود؟

۱۱- اگر ستاره مسأله ۱۰ در محلی با عرض شمالی  $\phi$  در لحظه عبور فوقانی در زمان حال فقط در بالای افق نمایان شود، (۱) - مقدار  $\phi$  را بیابید (۲) - ارتفاع ستاره در لحظه عبور فوقانی را ۱۳۰۰۰ سال بعد در همان مکان بیابید.

۱۲- مختصات استوایی یک ستاره در حال حاضر ۳ ساعت و  $۵^{\circ}$  است. محاسبه کنید چه زمانی مجدداً "میل ستاره صفر خواهد شد.

۱۳- اگر تاریخ طلوع ستاره شعرای یمانی بعد از غروب خورشید به میزان یک روز در ۷۱ سال تغییر کند، به طور تقریبی مقدار ثابت حرکت تقدیمی و تفاوت طول سالهای برجی و نجومی را محاسبه کنید، با این فرض که طول سال برجی ۳۶۵/۲۴۲۲ روز خورشیدی متوسط است.

۱۴- مختصات دایرة البروجی و مختصات استوایی نقطه‌ای بر روی کره سماوی را نسبت به قطب و استوای کنونی بیابید که بعد از یک سوم دوره تناوب حرکت تقدیمی قطب شمال سماوی می‌شود.

۱۵- طول و عرض دایرة البروجی یک ستاره در حال حاضر به ترتیب  $۳۲^{\circ}$  و  $۲۵^{\circ}$  شمالی است. میل و زاویه بعد این ستاره را هنگامی که کمترین فاصله را با قطب دارد به دست آورید. همچنین زمانی را که این رویداد رخ می‌دهد، محاسبه کنید.

## پدیده‌های زمین مرکزی سیارات

۱۱ - ۱ مقدمه

در روز ۲۱ ژوئیه سال ۱۹۶۹ میلادی حادثه‌ای فراموشی نشدنی در تاریخ بشر رخ داد. برای اولین بار، یک انسان، کاینات را از سطح یک جسم سماوی بغیر از زمین مشاهده کرد. هنگامی که نیل آرمسترانگ برروی سطح ماه پای نهاد، تغییری در نگرش انسان به وجود آمد که تا آن زمان باید فقط آن را تصور می‌کردند زیرا همهء مشاهدات مستقیم خورشید، ماه، سیارات و ستارگان از یک موضع یعنی زمین صورت گرفته بود.

معمولا "مشاهدات اجسام سماوی از زمین را مشاهدات زمین مرکزی می‌نامند گرچه، دقیقا" باید به یاد داشت که همهء مشاهدات از نقطه‌ای برروی سطح زمین صورت می‌گیرد و قبل از آن که نام زمین مرکزی بر آن بگذاریم، باید آنها را نسبت به مرکز زمین تصحیح یا تعدیل کنیم.

موضع متغیر زمین به دور خورشید، نحوهء عملکرد ظاهری اجسام سماوی ( حرکت زمین مرکزی آنها ) را بغرنج می‌کند مثلا" این اجسام دارای حرکات مشخصی هستند که تا اندازه‌ای فقط از سرعت وسیلهء نقلیهء ناظر - زمین - ناشی می‌شود، همان‌طور که ناظر درون یک اتوموبیل متحرک تصور می‌کند که اجسام دور دست وی در حال حرکتند، در حالی که چنین نیست. تأثیر حرکت زمین بر نزدیکترین و دورترین اجسام سماوی به دلایل متفاوت خیلی کم است و این متناقض به نظر می‌رسد.

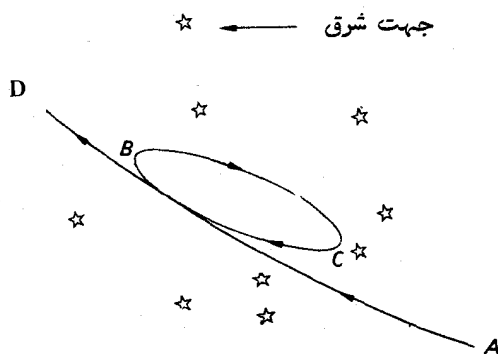
نزدیکترین جسم طبیعی - که ماه می‌باشد - به همراه زمین به دور خورشید می‌چرخد و مدار گردشش به دور زمین تقریبا" بیضوی است. بنابراین، حرکت ظاهری ماه نسبت به زمینهء ستارگان تقریبا" به طور کلی از حرکت مداری آن ناشی می‌شود. جزء اصلی جابجایی که توسط ناظری که از سطح در حال چرخش زمین به ماه می‌نگرد، ایجاد شده است ناچیز می‌باشد. از این رو، اگر موضع نجومی ماه را هر شب در وقت معینی مورد مشاهده قرار دهیم، در می‌یابیم که ماه در زمینهء ستارگان تقریبا"  $۱۳^\circ$  در هر ۲۴ ساعت در جهت شرق حرکت می‌کند. بدین

ترتیب دوره تناوب گردش ماه به دور زمین حدود  $\frac{1}{3}$  ۲۷ روز است .

دورترین اجسام سماوی ، کهکشانشما هستند و فاصله آنها نسبت به قطر مدار زمین بقدری زیاد است که حرکت سالانه زمین به دور خورشید نمی‌تواند اثری بر مواضع مشخص آنها بر روی کره سماوی بگذارد . تنها چندین هزار ستاره کهکشانی ما تا آنجا نزدیک هستند که می‌توانیم جایجایی سالانه اختلاف منظری آنها را اندازه بگیریم .

حرکت نجومی ظاهری خورشید اصولاً " از حرکت مداری زمین ناشی می‌شود . دیدیم که به نظر می‌رسد خورشید در یک دایره عظیمه یعنی دایره البروج ، به میزان یک درجه در روز حرکت می‌کند و بعد از گذشت یک سال به موضع ستاره‌ای معینی باز می‌گردد . چون مدار خورشید بیضی است ، خط متصل کننده مرکزهای خورشید و زمین زوایای مساوی را در زمانهای یکسانی نمی‌پیماید .

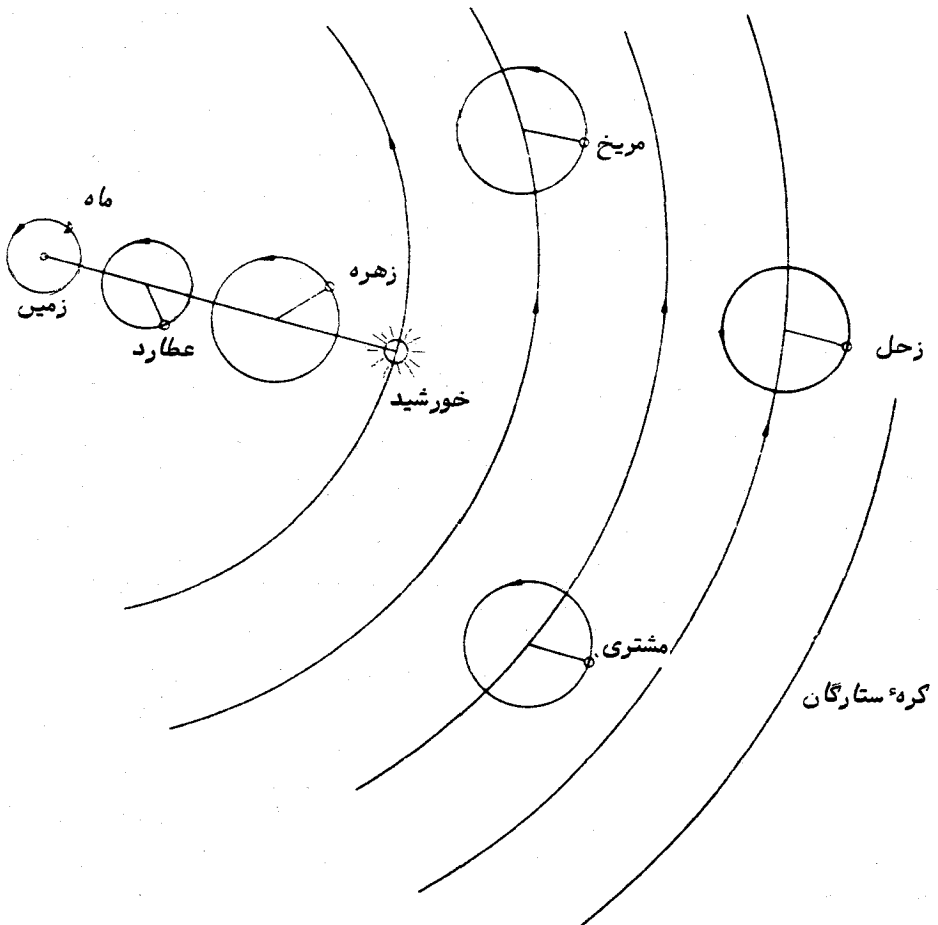
حرکات زمین مرکزی سیارات از همه حرکات دیگر پیچیده‌تر است زیرا از حرکات مداری خودشان و زمین ترکیب یافته‌اند . پیشینیان ، مشاهده کرده بودند که این اجسام نه تنها در زمینه سماوی " سرگردانند " بلکه گاهی به نظر می‌رسد که از تصمیمشان صرف نظر می‌کنند و قبل از این که پیشروی خود را از سر بگیرند ، برای مدتی مسیر خود را در جهت معکوس می‌پیمایند یا پیش از آن که به راه خود ادامه دهند ، حلقه بزرگی را در فضای می‌کنند . به طور کلی ، این حرکت در جهت شرق یا مستقیم است یعنی در مسیری است که زاویه بعد افزایش می‌یابد . در شکل ۱۱ - ۱ این حرکت در مقطعی از مسیر ظاهری سیاره یعنی خطوط  $AB$  و  $CD$  نشان داده شده است . البته حرکت در بین نقاط  $B$  و  $C$  معکوس می‌شود و به همین سبب به آن حرکت رجعی می‌گویند . نقاط  $B$  و  $C$  که سیاره در آنجا ، جهت حرکتش را تغییر می‌دهد نقاط ثابت نامیده می‌شود .



شکل ۱۱ - ۱) یک حلقه در مسیر ظاهری سیاره

## ۱۱ - ۲ هیأت بطلمیوسی

فرضیه‌ای اساسی منظومه شمسی که از یونانیان برای اروپای بعد از رُم به یادگاری باقی ماند . از نوع زمین مرکزی است . این فرضیه در المجسطی بطلمیوس ذکر شده و به همین سبب نام بطلمیوس بدان اطلاق می‌شود . ستاره شناسان به مدت ۱۵ قرن آن را پذیرفتند . فرضیه بطلمیوس بر آن بود تا حرکت همه اجرام سماوی را تشریح و مواضع آتی آنها را پیش بینی کند و همین کار را نیز به نحو احسن انجام داد یعنی حرکات ظاهری خورشید ماه ، سیارات و ستارگان را تا اندازه‌ای مناسب توضیح داد . در شکل ۱۱-۲ خصوصیات اصلی هیأت بطلمیوسی را ترسیم کرده ایم .



شکل ۱۱-۲ هیأت بطلمیوسی

زمین مرکز ثابت کاینات بود .

ستارگان بر روی سطح کره شغافی قرار داشتند که در جهت غرب در دوره تناوب یک روز نجومی می‌چرخیدند .

خورشید و ماه به دور زمین می‌چرخیدند .

دایره‌های بزرگی که زمین مرکز آنها بود ، دایره حرکت مرکز<sup>۱</sup> و دوایر کوچکی که روی دوایر بزرگ یا خطی که خورشید و زمین را به هم متصل می‌کند قرار داشتند دایره مسیر حرکت<sup>۲</sup> نام داشتند . سیارات در مدار دایره‌های مسیر حرکت می‌چرخیدند که مرکز هر یک از این دایره‌ها خود در جهت‌های نشان داده شده حرکت می‌کرد .

چون عطارد و زهره هیچ‌گاه دور از خورشید دیده نمی‌شدند (پیوسته اجرام صبحگاهی یا شامگاهی بودند ) ، مرکز دایره‌های مسیر حرکت آنها بر روی خط متصل کننده خورشید به زمین قرار داشت .

برای یکنواخت بودن فرضیه با مشاهدات ، شعاعهای مریخ ، مشتری و زحل نسبت به مرکزهای دایره مسیر حرکتشان همیشه با خط زمین به خورشید موازی بود .

در اینجا قابل ذکر است که خطاهای موجود در توضیحات و نمودارهای مفسران جدید هیأت بطلمیوسی ، اهانت بیجایی برای فرضیه‌ای بود که در تشریح دقیق پدیده‌های آشکار سماوی موفق بوده است .

این فرضیه اساسی ، در واقع ، با نحوه عمل اجسام سماوی که مشاهده شده بود ، تاحدی تطبیق می‌کرد و با اصلاحات پیشتر بر میزان این " تطبیق " افزوده شد . برای مثال ، برای توضیح ناهمسانیهای حرکت سیارات چنین فرض می‌شد که دوایر حرکت مرکز و مسیر حرکت دارای مراکز هستند که به اندازه ناچیزی از مرکز زمین و دوایر حرکت مرکز جابجا شده‌اند . برای برخی از دوایر ، خمیدگی اندکی قائل می‌شدند .

پس از جمع‌آوری مشاهدات دقیقتر سیارات از سوی ستاره‌شناسان قرون وسطی ، دریافتند که فرضیه بطلمیوس باز هم باید اصلاح شود و بر دوایر مسیر حرکت باید دوایر مسیر حرکت دیگری افزود و این کار مایه زحمت و برای برخی از آن ستاره‌شناسان ، کاری اثبات نشدنی بود .

### ۱۱ - ۳ هیأت کوپرنیک

نیکولاس کوپرنیک ( ۱۴۷۳ - ۱۵۴۳ بعد از میلاد ) فرضیه‌ای در مورد کاینات ارائه کرد که خورشید مرکزی بود ، یعنی خورشید مرکز عالم محسوب می‌شد و زمین فقط یک سیاره بود .

باتصوراین مطلب که سیارات در مدارهایی دایره‌ای به دور خورشید می‌چرخند و البته مراکز آنها اندکی نسبت به مرکز خورشید جابجا می‌شود، تقریباً "همه حرکت‌های آشکار سیارات توجیه شد. به علاوه، وی مجبور بود در فرضیه‌اش چند دایره مسیر حرکت داشته باشد.

ماه مانند فرضیه قبل به دور زمین می‌گردید ولی زمین به دور محور می‌چرخید که این، دلیلی برای چرخش روزانه آسمان ارائه می‌کرد.

کوپرنیک توانست کتاب هیأت خود را طی سی سال یعنی آخرین سال عمر خود تکمیل و منتشر کند. در دیباچه‌های که آن را کسی غیر از کوپرنیک نوشته بود، اظهار شده بود که هیأت خورشید مرکزی وی را نباید نسبت به هیأت بطلمیوسی به واقعیت نزدیکتر دانست بلکه فقط می‌توان آن را یک وسیله ساده‌تر ریاضی محسوب کرد. البته احتمال می‌رود که کوپرنیک خود نیز آن را یک واقعیت طبیعی می‌پنداشته است. این فرضیه، به‌طور یقین با مخالفت‌های شدید مذهبی و روانشناختی روبرو بود، زیرا مقام زمین یعنی مهد بشر را از مرکز عالم به مکان یک قمر، تنزل داده بود.

در واقع، دو مخالفت علمی وجود داشت مبنی‌براین که علم آموزی، هر چند هم اندک باشد، چیز خطرناکی است.

حامیان فرضیه کوپرنیک دریافتند که اگر زمین به دور خورشید بچرخد، (الف) ماه عقب می‌ماند و (ب) ستارگان نورانی‌تر و بنابراین نزدیکتر باید جابجایی اختلاف منطری سالانه‌ای نسبت به زمینه ستارگان کم نورتر و احتمالاً "دورتر از خود نشان دهند. اما هیچ یک از این حوادث مشاهده نشد.

فرضیه کوپرنیک با اقدامات سه دانشمند به نام‌های تیکوبراهه<sup>۱</sup> (۱۵۴۶ - ۱۶۰۱ بعد از میلاد)، یوهان کیپلر<sup>۲</sup> (۱۵۷۱ - ۱۶۳۰ بعد از میلاد) و گالیلئو گالیله<sup>۳</sup> (۱۵۶۴ - ۱۶۴۲ بعد از میلاد) حمایت و پشتیبانی شد. در اینجا، ابتدا به اقدامات گالیله می‌پردازیم.

## ۱۱ - ۴ کشفیات نجومی گالیله

گالیله در سال ۱۶۰۹ م. اولین تلسکوپ خود را ساخت و انقلابی در نجوم صورت داد. از کشفیات وی با آن تلسکوپ و همچنین ابزارهای پیشرفته‌تری که در سال‌های بعد ابداع کرد، می‌توان موارد زیر را ذکر کرد.

\* De Revolutionibus Orbium Coelestium

1- Tycho Brahe

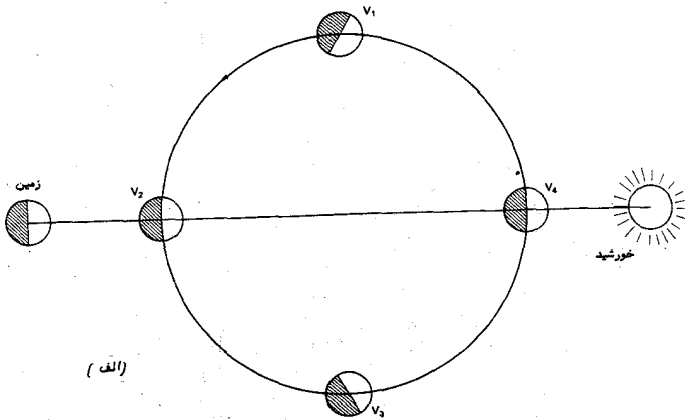
2- Johannes Kepler

3- Galileo Galilei

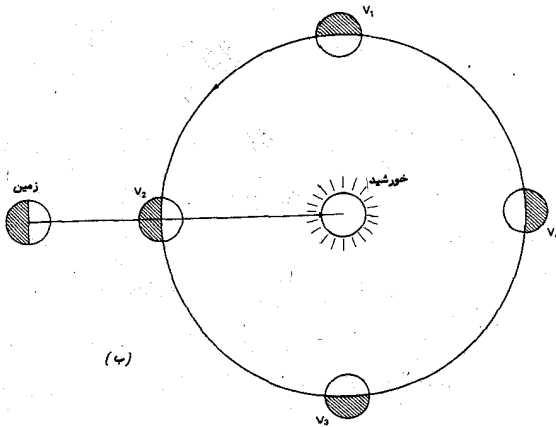
او راه شیری را دید که از ستارگان بی‌شماری تشکیل یافته بود .  
 او لکه‌های خورشیدی را کشف کرد و از حرکات آنها ، زمان تناوب چرخش خورشید را که تقریباً " ۲۷ روز بود ، اندازه‌گرفت .  
 زمانی‌که با تلسکوپش به ماه نگریست ، کوه ، حفره و زمینهای صافی در آنجا مشاهده کرد . او حتی ، لرزش ظاهری ماه به دور محورش را نیز اندازه گرفت . لرزش ظاهری ماه به دور محور خود ، ما را قادر می‌کند تا بیش از نیمی از سطح ماه را ببینیم .  
 قرص سیارات دارای اندازه قابل توجهی بود .  
 زهره همانند ماه دارای اهرله بود .  
 او کشف کرد که مشتری دارای چهار قمر است .  
 گالیله ، زحل را همراه دو جسم ضمیمه دید که تصویری مات داشتند و او کاملاً " از درک و تفسیر آنها عاجز بود .  
 خوشه پروین که با چشم غیر مسلح ۶ یا ۷ ستاره داشت به کمک تلسکوپ دارای حداقل ۳۶ ستاره بود .  
 سه ستاره سحابی مانند در صورت فلکی پرائسپ<sup>۱</sup> ، در واقع ۴۰ ستاره بودند .  
 گالیله به ویژه از دو کشف خود رضای خاطر زیادی کسب کرد ، دو کشفی که او را قادر ساخت هیأت بطلمیوسی را به نفع هیأت کوپرنیک رد کند .  
 در پاسخ به کسانی که می‌گفتند اگر زمین حرکت کند ، ماه عقب می‌ماند ، او می‌توانست به اقمار مشتری اشاره کند . حتی در هیأت بطلمیوسی ، مشتری حرکت می‌کرد ، با این حال چهار قمر آن عقب نمی‌ماندند .  
 اهرله زهره نیز دلیل قانع‌کننده‌ای در حمایت از فرضیه خورشید مرکزی بود . بدون شک روشنایی سیارات به علت بازتاب نور خورشید بود و اهرله آنها که از زمین دیده می‌شد به این بستگی داشت که زمین مرکز منظومه شمسی باشد یا نباشد .  
 در هیأت بطلمیوسی ( شکل ۱۱ - ۳ الف ) زهره هیچ‌گاه نمی‌توانست نسبت به زمین در سوی دیگر خورشید قرار بگیرد ( آن گونه که ما در حال حاضر آن را در حالت مقارنه علیا قرار می‌دهیم ) . اهرله این سیاره در درون تلسکوپ همیشه هلالی است و اندازه زاویه‌ای ظاهری آن زیاد تغییر نمی‌کند .  
 در هیأت کوپرنیک ( شکل ۱۱ - ۳ ب ) زهره می‌توانست در حالت مقارنه علیا ،  
 ۷۴ قرار بگیرد و قبل از این که در نور خیره‌کننده خورشید ناپدید شود ، تقریباً " به شکل

ماه کامل در آید . چندین روز بعد پس از عبور از پشت خورشید در سوی دیگر خورشید پدیدار می‌شد و اهله<sup>۳</sup> آن باز هم تقریباً " به شکل ماه کامل بود ولی به جای بزرگ شدن ، رو به کوچک شدن و نقصان می‌گذاشت . با حرکت سیاره در مدار از نقطه<sup>۴</sup>  $V_4$  به  $V_1$  به  $V_2$  نهنتها اهله<sup>۴</sup> سیاره<sup>۴</sup> ، کوچک می‌شد درست قبل از نقطه<sup>۴</sup>  $V_2$  هلال باریکی از آن چشم‌آید ، بلکه به دلیل این که به زمین نزدیکتر می‌گشت ، اندازه<sup>۴</sup> ظاهری آن به نحو چشمگیری افزایش می‌یافت . پس از عبور از نقطه<sup>۴</sup>  $V_2$  و رسیدن به نیمه<sup>۴</sup> مسیر هلالیش اندازه<sup>۴</sup> آن کوچک می‌شد و هلال آن از یک هلال باریک بار دیگر به حالت تقریباً " کامل در می‌آمد .

مشاهده<sup>۴</sup> سیاره<sup>۴</sup> زهره توسط گالیله نشان داد که اهله<sup>۴</sup> زهره و اندازه<sup>۴</sup> زاویه‌ای آن دقیقاً " با پیش‌بینی‌های صورت گرفته در هیأت کوپرنیک تطبیق می‌کند .



(الف)



(ب)

شکل ۱۱ - ۳ اهله<sup>۴</sup> سیاره<sup>۴</sup> زهره (الف) : براساس فرضیه<sup>۴</sup> بطلمیوس و

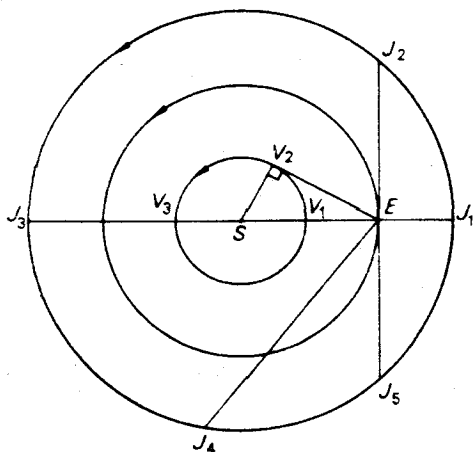
(ب) : براساس فرضیه<sup>۴</sup> کوپرنیک



## ۱۱ - ۵ وضعیتهای سیاره‌ای

در اینجا مناسب است واژه‌هایی را که غالباً " در تشریح وضعیت سیارات نسبت به خورشید وزمین به‌کار می‌رود، تعریف کنیم. در شکل ۱۱ - ۴ حرف  $E$  معرف زمین و  $S$  معرف خورشید است.

سیارات به دو دسته تقسیم می‌شوند. سیاراتی که مدارشان درون مدار زمین است، سیارات سفلی<sup>۱</sup> و آنهایی که مدارشان از مدار گردش زمین خارج است، سیارات علیا<sup>۲</sup> نام دارند. بدین ترتیب در شکل ۱۱ - ۴ حروف  $V$  و  $J$  به ترتیب به یک سیاره سفلی و یک سیاره علیا دلالت دارد.



شکل ۱۱ - ۴ وضعیتهای سیاره‌ای

چنین فرض می‌کنیم که سیارات در مدارهایی دایره‌ای و در یک صفحه به دور خورشید می‌چرخند. البته، مدار واقعی سیارات بیضیهایی هستند که خروج از مرکز اندکی دارند. و در صفحه‌هایی واقع شده‌اند که تنها چند درجه نسبت به یکدیگر گج هستند، به طوری که عبارات زیر همچنان در موارد حقیقی قابل اجرا است.

می‌گویند یک سیاره علیا هنگامی در مقابل<sup>۳</sup> است (وضعیت  $SEJ_1$ ) که آن سیاره در نیمه شب ظاهری بر روی نصف النهار ناظر قرار داشته باشد. واضح است که یک سیاره سفلی

نمی‌تواند هیچ‌گاه در مقابله قرار بگیرد .

گفته می‌شود سیاره‌ای که جهت آن با جهت خورشید یکسان است در مقارنه<sup>۱</sup> قرار دارد (وضعیت‌های  $EV_1S$ ،  $ESV_3$  و  $ESJ_3$ ) . برای این اساس یک سیاره سفلی هم می‌تواند در حالت مقارنه<sup>۲</sup> علیا (وضعیت  $ESV_3$ ) و هم در مقارنه<sup>۳</sup> سفلی (وضعیت  $EV_1S$ ) قرار بگیرد . زاویه‌ای که شعاع بردار زمین مرکزی سیاره نسبت به شعاع بردار زمین مرکزی خورشید تشکیل می‌دهد ، کشیدگی<sup>۲</sup> آن سیاره نام دارد (مثلا "زاویه<sup>۲</sup>  $SEV_2$  یا  $SEJ_4$ ) . واضح است که یک سیاره سفلی هنگامی که در مقارنه است دارای کشیدگی صفر و هنگامی که شعاع بردار زمین مرکزی بر مدارش مماس باشد دارای حداکثر کشیدگی (کمتر از  $90^\circ$ ) خواهد بود . (وضعیت  $SEV_2$ ) . کشیدگی یک سیاره علیا می‌تواند از صفر درجه (وضعیت  $SEJ_3$ ) تا  $180^\circ$  (وضعیت  $SEJ_1$ ) تغییر کند . هنگامی که مقدار کشیدگی  $90^\circ$  است ، می‌گویند سیاره در تربیع است (وضعیت‌های  $SEJ_2$  و  $SEJ_5$ ) . با افزودن کلمات غربی و شرقی بین این تربیعات تمایز ایجاد می‌کنند . در شکل ۱۱ - ۴ قطب شمال دایرة البروج در جهت خارج از صفحه کاغذ قرار دارد ، به نحوی که نقاط  $J_2$  و  $J_5$  به ترتیب در تربیع شرقی و تربیع غربی قرار دارند . واژه<sup>۳</sup> دیگری که دانستن آن مفید است و به موضع یک سیاره نسبت به خورشید و زمین مربوط می‌شود ، زاویه<sup>۳</sup> فاز نام دارد . این زاویه از خورشید ، سیاره مذکور و زمین تعیین می‌شود . برای یک سیاره سفلی این زاویه بین صفر تا  $180^\circ$  متغیر است . در شکل ۱۱ - ۴ وضعیت  $SV_2E$  یک زاویه<sup>۳</sup> فاز  $90^\circ$  درجه‌ای را نشان می‌دهد . در مورد سیارات علیا ، این زاویه بین صفر درجه و حداکثر مقدار متغیر است ، که این مقدار برحسب فاصله سیاره از خورشید تعیین می‌شود .

## ۱۱-۶ دوره تناوب هلالی

یکی از مفاهیم مهم در پدیده‌های زمین مرکزی دوره تناوب هلالی یک جرم سماوی است . این مفهوم ، فاصله زمانی بین وضعیت‌های مشابه پی‌درپی آن جرم ، خورشید و زمین می‌باشد . برای اثبات عقایدمان ، دوره تناوب هلالی ،  $S$  ، یک سیاره را در نظر می‌گیریم . فرض کنید  $T_1$  و  $T_2$  دوره تناوب نجومی گردش دو سیاره  $P_1$  و  $P_2$  به دور خورشید باشد . تصور کنید که هر دو سیاره در مدارهای دایره‌ای که در یک صفحه قرار دارند ، حرکت در یک مدار دایره‌ای ، شعاع حامل زوایای یکسان را در زمانهای مساوی طی می‌کند . به عبارت دیگر ، سرعت زاویه‌ای سیاره ،  $n$  ، ثابت است . فرض کنید سرعت‌های زاویه‌ای دو سیاره  $P_1$

و  $P_2$  به ترتیب  $n_1$  و  $n_2$  باشد. بدین ترتیب :

$$n_1 = \frac{۳۶۰^\circ}{T_1}; \quad n_2 = \frac{۳۶۰^\circ}{T_2}; \quad (1-11)$$

زیرا دوره تناوب نجومی، مدت زمانی است که سیاره صرف می‌کند تا یک دور کامل در زمینه ستارگان بزند. [متوجه باشید که زمینه ستارگان ثابت است و تنها بدین سبب متحرک به نظر می‌رسد که زمین به دور محور خود می‌چرخد، به نحوی که شعاع حامل خورشید مرکزی سیاره (خطی که مرکزهای سیاره و خورشید را بهم متصل می‌کند) در مدت یک دوره تناوب نجومی،  $۳۶۰^\circ$  را می‌پیماید.]

پس سیاره نزدیکتر به خورشید نسبت به سیاره دورتر، دوره تناوب گردش کمتری دارد، به طوری که:

$$T_1 < T_2.$$

و همچنین :

$$n_1 > n_2,$$

و بنابراین شعاع حامل  $SP_1$  به مقدار  $(n_1 - n_2)$  درجه در روز از شعاع حامل  $SP_2$  جلو می‌افتد.

در شکل ۱۱-۵ فرض کنید وضعیت  $SP_1P_2$  مواضع خورشید و دو سیاره را در یک مبدأ خاص نشان می‌دهد. به این ترتیب، در حال حاضر بدون تعیین این موضوع که کدام سیاره، زمین است؛ واضح است دوره تناوب  $S$  باید سپری شود تا وضعیت مشابه بعدی یعنی صورت گیرد. در خلال فاصله زمانی  $S_1$ ، شعاع حامل  $P_1$  نسبت به شعاع حامل  $P_2$  به اندازه  $۳۶۰^\circ$  جلورفته است.

اما  $SP_1$  به میزان  $(n_1 - n_2)$  درجه در روز از  $SP_2$  جلو می‌افتد به طوری که در مدت زمان  $S$ ، به اندازه  $۳۶۰^\circ$  پیشروی می‌کند. بدین ترتیب داریم:

$$S \times (n_1 - n_2) = ۳۶۰^\circ$$

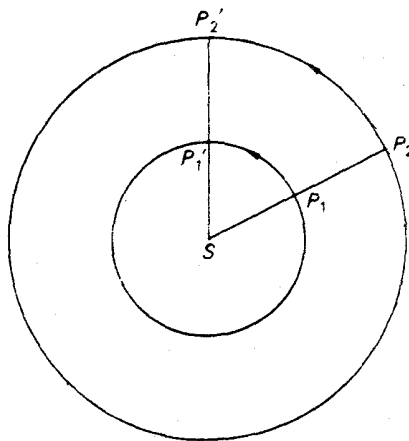
یا با استفاده از روابط (۱-۱۱) :

$$S \left( \frac{۳۶۰}{T_1} - \frac{۳۶۰}{T_2} \right) = ۳۶۰^\circ$$

چنین رابطه‌ای به دست می‌آید :

$$\frac{1}{S} = \frac{1}{T_1} - \frac{1}{T_2}$$

(۲-۱۱)



شکل ۱۱ - ۵ وضعیتهای مشابه پی‌درپی ( $SP_1P_2, SP_1'P_2'$ ) دو سیاره

مورد (الف) ، اگر سیاره ، از نوع سیارهٔ سفلی باشد ،  $T_1$  به دورهٔ تناوب نجومی سیاره و  $T_2$  به دورهٔ تناوب نجومی زمین اشاره می‌کند .

مورد (ب) ، اگر سیاره ، سیاره‌ای علیا باشد ،  $T_1$  به دورهٔ تناوب نجومی زمین و  $T_2$  به دورهٔ تناوب نجومی سیاره دلالت می‌کند .

مثال ۱۱ - ۱ دریافته‌ایم که دورهٔ تناوب هلالی سیارهٔ زهره  $۵۸۳/۹$  روز است . در صورتی که سال  $۳۶۵/۲۵$  روزه باشد ، دورهٔ تناوب نجومی زهره را حساب کنید . طبق رابطهٔ (۱۱ - ۲) داریم :

$$\frac{1}{S} = \frac{1}{T_1} - \frac{1}{T_2}$$

بنابراین چون زهره یک سیارهٔ سفلی است ، داریم :

$$\frac{1}{۵۸۳/۹} = \frac{1}{T_1} - \frac{1}{۳۶۵/۲۵}$$

یا :

$$\frac{1}{T_1} = \frac{۳۶۵/۲۵ + ۵۸۳/۹}{۵۸۳/۹ \times ۳۶۵/۲۵}$$

که حاصل آن چنین می‌باشد :

$$T_1 = ۲۲۴/۷ \text{ روز}$$

## ۱۱ - اندازه گیری فواصل سیارات

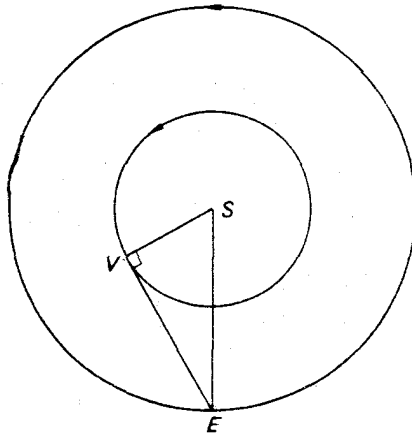
می‌توان به طرق زیر اندازه نسبی مدارهای سیارات را به دست آورد:

مورد (الف) - فرض کنید سیاره از نوع سیارات سفلی باشد.

در این صورت، دیدیم (قسمت ۱۱ - ۵)، حداکثر مقدار کشیدگی سیاره هنگامی به وجود می‌آید که شعاع حامل زمین مرکزی سیاره،  $EV$ ، نسبت به شعاع حامل خورشید مرکزی سیاره،  $SV$ ، عمود باشد (شکل ۱۱ - ۶). می‌توان مقدار حداکثر کشیدگی را با اندازه‌گیری  $\angle SEV$  در چندین شب حوالی کشیدگی حداکثر به دست آورد. در این زمان زاویه  $V$  مثلث  $\triangle SEV$  قائمه است. بنابراین:

$$\frac{SV}{SE} = \sin(SEV_{\max})$$

در حالی که مقدار  $\angle SEV$  معلوم است.



شکل ۱۱ - ۶ اندازه‌گیری فاصله یک سیاره سفلی در حالت کشیدگی حداکثر

به این ترتیب  $\frac{SV}{SE}$  برابر فاصله سیاره از خورشید است که برحسب واحد فاصله زمین از خورشید به دست می‌آید.

مورد (ب) - سیاره مذکور از نوع سیارات علیا است.

در این مورد، مسأله پیچیده‌تر است ولی چنانچه دوره تناوب هلالی سیاره،  $S$ ، معلوم باشد می‌توان این مسأله را حل کرد.

فرض کنید همان‌طور که در شکل ۱۱ - ۷ نشان داده شده، سیاره  $P$  در یک زمان معین

نسبت به خورشید و زمین که در مواضع  $S$  و  $E$  قرار دارند در مقابله باشد. مقدار کشیدگی  $180^\circ$  است.

پس از سپری شدن  $t$  روز، شعاع حامل زمین،  $SE_1$  از شعاع حامل سیاره جلوتر می‌رود و مقدار کشیدگی را از  $180^\circ$  در مقابله به مقداری که طبق  $\angle SE_1 P_1$  تعیین می‌شود، کاهش می‌دهد. البته مقدار آن را می‌توان اندازه گرفت.

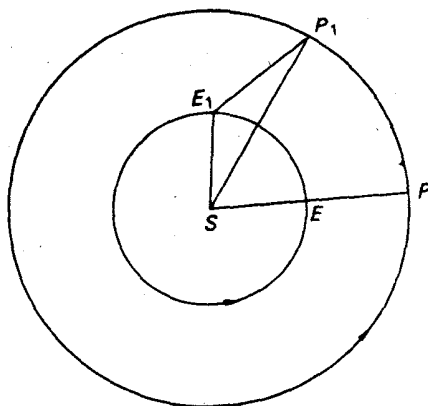
در مدت  $t$  روز، زاویه  $\angle ESP$  از صفر درجه در مقابله به مقدار  $\theta$  افزایش می‌یابد که این مقدار از رابطه زیر بدست می‌آید:

$$\theta = (n_{\oplus} - n_p)t$$

که در این رابطه،  $n_{\oplus}$  و  $n_p$  سرعت‌های زاویه‌ای زمین و سیاره در مدارشان می‌باشد. با استفاده از رابطه‌های (۱۱-۱) می‌توانیم بنویسیم:

$$\theta = 360 \left( \frac{1}{T_{\oplus}} - \frac{1}{T_p} \right) t$$

که  $T_p$  و  $T_{\oplus}$  دوره تناوب نجومی زمین و سیاره هستند.



شکل (۱۱-۷) اندازه‌گیری فاصله یک سیاره علیا

سپس طبق معادله (۱۱-۲) داریم:

$$\theta = 360 \frac{t}{S}$$

چون هر دو مقدار  $t$  و  $S$  معلوم هستند، می‌توانیم مقدار  $\theta$  را به دست آوریم، یا به عبارت دیگر زاویه  $\angle E_1 SP_1$  را محاسبه کنیم. بدین ترتیب زاویه  $\angle E_1 P_1 S$  را می‌توان از رابطه زیر به دست آورد:

$$\angle E_1 P_1 S = 180 - \angle SE_1 P_1 - \angle E_1 SP_1$$

با استفاده از فرمول سینوس در مثلثات مسطحه، داریم:

$$\frac{\sin P_1 E_1 S}{SP_1} = \frac{\sin E_1 P_1 S}{SE_1}$$

یا:

$$\frac{SP_1}{SE_1} = \frac{\sin P_1 E_1 S}{\sin E_1 P_1 S}$$

که فاصله سیاره از خورشید برحسب فاصله زمین تا خورشید به دست می‌آید. بنابراین اگر بدین طریق به کار ادامه دهیم، می‌توانیم نمونه دقیقی از منظومه شمسی برحسب فاصله زمین از خورشید داشته باشیم، بی‌آن که از مقیاس آن آگاه باشیم. چنین نمونه‌ای در قرن شانزدهم به دست آمد. و البته این امر مسأله بسیار مشکلی بود که با اختراع رادار و اندازه‌گیری این مقیاس، تا حد قابل قبولی حل شد.

## ۱۱ - حرکت زمین مرکزی یک سیاره

پس از این که دوره تناوب نجومی سیاره  $T$ ، به دست آمد، می‌توان فاصله خورشید مرکزی،  $a$ ، و سرعت سیاره،  $V$ ، در مدارش (آن را دایره‌ای فرض کرده‌ایم) را نیز به دست آورد. بدین ترتیب:

$$V = \frac{2\pi a}{T}$$

برای دو سیاره، نسبت سرعت‌های مداریشان طبق فرمول زیر به دست می‌آید:

$$\frac{V_2}{V_1} = \left(\frac{a_2}{a_1}\right) \left(\frac{T_1}{T_2}\right) \quad (۱۱-۳)$$

در این فرمول، اندیسهای ۱ و ۲ به ترتیب به سیاره داخلی و خارجی دلالت می‌کند. پس از گذاشتن مقادیر فرمول می‌بینیم که سرعت سیاره داخلی از سیاره خارجی بیشتر است.

همان طور که بعداً "خواهیم دید، کیپلر دریافت که برای هر سیاره :

$$a^3 \propto T^2$$

یا :

$$a^3 = kT^2, \quad (4-11)$$

که در اینجا،  $k$  مقداری ثابت است. حال طبق معادله (۴-۱۱) داریم :

$$T = \left(\frac{a^3}{k}\right)^{\frac{1}{2}}$$

برطبق نظریه کیپلر می‌توانیم در مورد دو سیاره چنین بنویسیم :

$$T_1 = \left(\frac{a_1^3}{k}\right)^{\frac{1}{2}}, \quad T_2 = \left(\frac{a_2^3}{k}\right)^{\frac{1}{2}}$$

در معادله (۱۱-۳) بجای  $T_1$  و  $T_2$  مقادیر بالا را می‌گذاریم و چنین به دست می‌آوریم :

$$\frac{V_2}{V_1} = \left(\frac{a_1}{a_2}\right)^{1/2} \quad (5-11)$$

در شکل ۱۱-۸ مدارهای زمین و یک سیاره نشان د

(دایره‌ای و درون یک صفحه فرض شده‌اند) به ترتیب  $a$  و  $b$  واحد می‌باشد. چون سیاره از سیارات علیاست،  $b$  از  $a$  بزرگتر است.

مواقع سیاره و زمین، در مقابل  $P_1$  و  $E_1$  است و بردارهای سرعت آنها که بر مدارشان مماس می‌باشد به ترتیب با  $V_p$  و  $V_{\oplus}$  مشخص شده است.

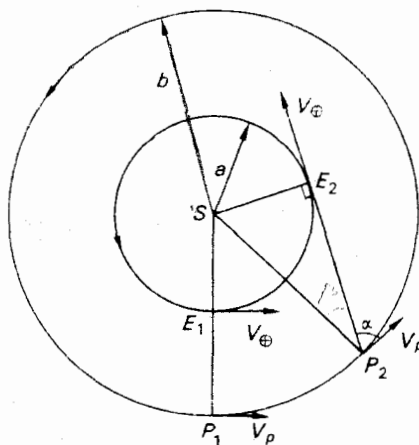
حال طبق معادله (۱۱-۵)،  $V_p < V_{\oplus}$  است و سرعت زاویه‌ای سیاره که از زمین مشاهده می‌شود به قرار زیر است :

$$\frac{V_p - V_{\oplus}}{P_1 E_1}$$

و جهت آن عکس حرکت مداری است. بنابراین در مقابل، حرکت آن رجعی است.

در تریب بعدی، مواضع سیاره و زمین  $P_2$  و  $E_2$  است که در این حالت  $\angle SE_2 P_2 = 90^\circ$  می‌باشد. سرعت مداری زمین،  $V$  در امتداد خط  $E_2 P_2$  است، اما سرعت سیاره،  $V_p$  دارای جزء  $V_p \sin \alpha$  است که نسبت به  $E_2 P_2$  عمود می‌باشد. جزء دیگر یعنی  $V_p \cos \alpha$  در امتداد





شکل ۱۱ - ۱ سرعت زمین و یک سیاره‌علیا سبب می‌شود تا سیاره مذکور در حالت مقابل (P<sub>1</sub>) حرکت رجعی و در حالت تربیع (P<sub>2</sub>) حرکت مستقیم داشته باشد

خط  $P_2 E_2$  قرار می‌گیرد و مانند سرعت زمین  $V_{\oplus}$  به سرعت زاویه‌ای مشاهده شده سیاره، ارتباطی ندارد. بنابراین، این سرعت زاویه‌ای زمین مرکزی در حالت تربیع، طبق فرمول زیر خواهد بود:

$$\frac{V_p \sin \alpha}{E_2 P_2}$$

و می‌بینیم که با حرکت مداری در یک جهت است. از این رو، در تربیع، حرکت مستقیم می‌باشد.

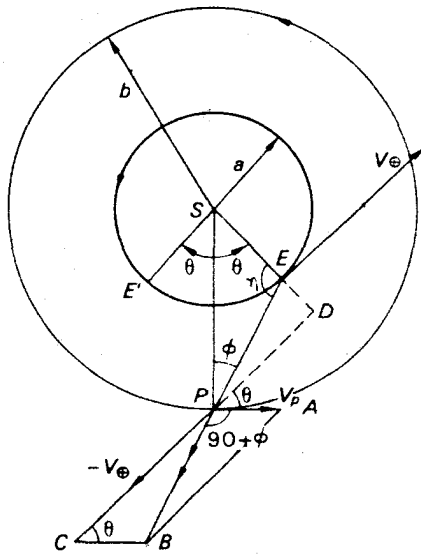
## ۱۱ - ۹ نقاط ثابت

گاهی بین مقابل و تربیع، سرعت زاویه‌ای زمین مرکزی سیاره‌باید از شکل رجعی به مستقیم تبدیل شود. نقطه‌ای را که نه حرکت مستقیم دارد و نه رجعی، نقطه ثابت می‌نامند. می‌خواهیم عبارتی برای کشیدگی  $E$  در یک نقطه ثابت بر حسب فواصل سیاره و زمین از خورشید به دست آوریم. از داشتن چنین عبارتی و نیز داشتن مقدار اندازه‌گیری شده کشیدگی، فاصله خورشید مرکزی سیاره به دست می‌آید.

همچنین می‌توان عبارتی را به کار برد که طی آن، هنگامی که نقطه ثابت فرا می‌رسد مقدار زاویه  $\theta$  بین شعاع‌های حامل خورشید مرکزی سیاره و زمین، به ترتیب بر حسب فاصله

$a$  و  $b$  دو سیاره به دست آید. این عبارت، با دانستن دوره تناوب هلالی سیاره، ما را قادر می‌سازد تا زمان نقطه ثابت بعدی پس از مقابله سیاره را حدس بزنیم.

در شکل ۹-۱۱ فرض کنید مواضع زمین و سیاره در یک نقطه ثابت  $E$  و  $P$  باشد. اگر سیاره در حال سکون به نظر می‌رسد، سرعت  $P$  نسبت به  $E$  باید در امتداد شعاع حامل زمین مرکزی  $EP$  قرار بگیرد. این سرعت با خط  $PB$  نمایش داده شده است. متوازی الاضلاع  $PABC$  متوازی الاضلاع سرعتهاست که در آن  $PA = V_p$ ،  $PC = -V_{\oplus}$  و  $PB$  برآیند این سرعتهاست.



شکل ۹-۱۱ سیاره علیا در یک نقطه ثابت

چون مدارها دایره‌ای هستند، زاویه  $\theta$ ، بین شعاعهای حامل خورشید مرکزی باید زاویه  $PCB$  بین بردارهای سرعت باشد. به علاوه، می‌بینیم که  $\angle APB = 90 + \phi$  است.

خط  $CP$  را امتداد دهید تا با  $SE$  در نقطه  $D$  تلاقی کند. در این صورت،  $\angle DPA = \theta$  است و  $\angle EPD = 90 - (\theta + \phi)$  می‌باشد. بدین ترتیب در مثلث  $\triangle PCB$ ، با استفاده از فرمولهای سینوس، داریم:

$$\frac{\sin [90 - (\theta + \phi)]}{V_p} = \frac{\sin (90 + \phi)}{V_{\oplus}}$$

یا:

$$\cos (\theta + \phi) = \frac{V_p}{V_{\oplus}} \cos \phi \quad (۶-۱۱)$$

حال در هرگونه مثلث مسطح  $XYZ$  با اضلاع  $x$ ،  $y$ ،  $z$  و زوایای مقابل  $X$ ،  $Y$ ،  $Z$  داریم:

$$x = y \cos Z + z \cos Y.$$

این فرمولها را در مورد مثلث  $\triangle SEP$  به کار می‌بریم و چنین می‌نویسیم:

$$SP = PE \cos \phi + SE \cos \theta,$$

که برابر است با:

$$b = PE \cos \phi + a \cos \theta. \quad (۷-۱۱)$$

دوباره آن را در مورد مثلث  $\triangle SEP$  به کار می‌بریم:

$$SE = SP \cos \theta + PE \cos SEP$$

یا:

$$a = b \cos \theta - PE \cos (\theta + \phi) \quad (۸-۱۱)$$

زیرا که  $\angle SEP = 180 - (\theta + \phi)$  است.

معادله‌های (۷-۱۱) و (۸-۱۱) به این صورت در می‌آیند:

$$b - a \cos \theta = PE \cos \phi$$

$$b \cos \theta - a = PE \cos (\theta + \phi)$$

و به این ترتیب:

$$\frac{b - a \cos \theta}{b \cos \theta - a} = \frac{\cos \phi}{\cos (\theta + \phi)} \quad (۹-۱۱)$$

با استفاده از معادله‌های (۶-۱۱) و (۵-۱۱) داریم:

$$\frac{b - a \cos \theta}{b \cos \theta - a} = \frac{V_{\oplus}}{V_p} = \frac{b}{a} \frac{1}{\gamma}$$

حال، پس از مرتب کردن فرمول بالا، در می‌یابیم که:

$$\cos \theta = \frac{a^{1/2} b^{1/2} (a^{1/2} + b^{1/2})}{a^{3/2} + b^{3/2}} \quad (10-11)$$

چنانچه  $b$  که بر حسب واحد فاصله زمین از خورشید می‌باشد، دارای مقداری به اندازه  $\beta$  باشد و مقدار  $a$  واحد فرض شود، آنگاه معادله (۱۰-۱۱) را می‌توانیم به صورت زیر بنویسیم:

$$\cos \theta = \frac{\beta^{1/2}(1+\beta^{1/2})}{1+\beta^{3/2}} \quad (11-11)$$

طبق اصل تقارن، واضح است که وقتی که زمین در نقطه  $E'$  قرار داشت و  $\angle ESP = \theta$  بود، نقطه ثابت دیگری نیز وجود داشت (شکل ۱۱-۹). از این رو، کل زمانی که سیاره را در حرکت رجعی می‌بینیم، مدت زمانی است که صرف شعاع حامل زمین می‌شود تا نسبت به شعاع حامل سیاره به اندازه زاویه  $\theta$  ۲ جلو بیفتد. این مدت با علامت  $t_R$  نشان داده می‌شود و مقدار آن چنین به دست می‌آید:

$$t_R = \frac{2\theta}{360} \times S = \frac{\theta S}{180} \quad (12-11)$$

$S$  دوره تناوب هلالی سیاره است.

زمانی که بین مقابله و نقطه ثابت بعدی سپری می‌شود،  $\frac{t_R}{2}$  است. مدت زمانی که در دوره تناوب هلالی، حرکت سیاره مستقیم است  $t_D$  نامیده می‌شود و از فرمول زیر به دست می‌آید:

$$t_D = \left( \frac{360 - 2\theta}{360} \right) \times S = \left( 1 - \frac{\theta}{180} \right) S \quad (13-11)$$

با مراجعه مجدد به مثلث  $\triangle SEP$ ، می‌توانیم بنویسیم:

$$\frac{a}{b} \sin \eta = \sin \phi \quad (14-11)$$

که  $\eta$  کشیدگی در نقطه ثابت است.

در اینجا،  $\eta = 180 - (\theta + \phi)$  می‌باشد، پس طبق معادله (۱۱-۶) داریم:

$$-\cos \eta = \frac{V_p}{V_{\oplus}} \cos \phi$$

یا:

$$\frac{V_{\oplus}}{V_p} \cos \eta = -\cos \phi. \quad (11-15)$$

پس از مجذور کردن و افزودن معادله‌های (۱۱-۱۴) و (۱۱-۱۵) و به کار بستن معادله (۱۱-۵) چنین به دست می‌آید:

$$\frac{a^2}{b^2} \sin^2 \eta + \frac{b}{a} \cos^2 \eta = 1.$$

همچنین پس از قرار دادن  $(1 - \cos^2 \eta)$  به جای  $\sin^2 \eta$ ، به این نتیجه می‌رسیم:

$$\left(\frac{b}{a} - \frac{a^2}{b^2}\right) \cos^2 \eta = 1 - \frac{a^2}{b^2}$$

که حاصل آن بدین شکل در می‌آید:

$$\cos^2 \eta = \frac{a(b^2 - a^2)}{b^3 - a^3}.$$

چون  $b^3 - a^3 = (b-a)(b^2 + ab + a^2)$  است، خواهیم داشت:

$$\cos^2 \eta = \frac{a(a+b)}{a^2 + ab + b^2}$$

$$\sin^2 \eta = \frac{b^2}{a^2 + ab + b^2} \quad \text{و:}$$

$$\tan^2 \eta = \frac{b^2}{a(a+b)} \quad (11-16)$$

اکنون  $\phi$  بین  $0^\circ$  و  $90^\circ$  قرار می‌گیرد، به نحوی که رسیدگی به معادله‌های (۱۱-۱۴) و (۱۱-۱۵) نشان می‌دهد که نقطه ثابت کشیدگی  $\eta$  باید بین  $0^\circ$  و  $180^\circ$  قرار داشته باشد. این کار، ابهام علامت موجود در عبارت (۱۱-۱۶) را رفع می‌کند.

## ۱۱ - ۱۰ اهله سیارات

قدما پیش از این دریافتند که سیارات به سبب حرکت زمین مرکزیشان در زمینه

ستاره‌ای از ستارگان متمایزند، در درون تلسکوپهای گاللیله، سیارات تفاوت‌های دیگری را از خود بروز می‌دادند. با وجود این که، ستارگان به شکل نقاط کوچکی باقی می‌ماندند، سیارات دارای قرصهایی بودند که اندازه آنها نسبت به زمان متغیر بود. بدیهی است که ظاهر آنها مثل کره‌ای بود که از یک جهت معین در معرض نور و از جهتی دیگر در معرض دید باشد و فاصله آن نیز از ناظر تغییر کند. به عبارت دیگر، سیارات دارای اهله بودند. دیدیم که گاللیله پس از مطالعه توالی اهله و تغییرات موجود در اندازه زاویه‌ای ظاهری زهره، توانست ثابت کند که هیئت بطلمیوسی با حقایق منطبق نیست.

در اینجا، تعبیری کلی از هلال سیاره را ارائه می‌کنیم.

در شکل ۱۱ - ۱۰ سیاره‌ای که مرکز آن  $P$  است از زمین  $E$ ، رصد می‌شود. به طوری

که کشیدگی آن  $\angle SEP$  است و  $S$  موضع خورشید می‌باشد. فرض می‌کنیم  $\angle SPE = \phi$  باشد که زاویه فاز سیاره است که قبلاً تشریح شد.

نیمکره  $ACB$  سیاره (در حالی که  $APB$  بر  $SP$  عمود است) با نور خورشید روشن می‌شود. با وجود این، تنها قسمت  $CPB$  این نیمکره روشن از روی زمین قابل رؤیت است. خط  $CD$  بر  $PE$  عمود می‌باشد.

اگر خط  $BF$  را طوری رسم کنیم که خط  $CD$  را با زاویه قائمه قطع کند، واضح است کسری از قطر سیاره را که روشن می‌بینیم،  $\frac{CF}{CD}$  خواهد بود. هلال سیاره،  $q$  همین کسر می‌باشد. پس:

$$q = \frac{CF}{CD} = \frac{CP + PF}{CD} \quad (11-17)$$

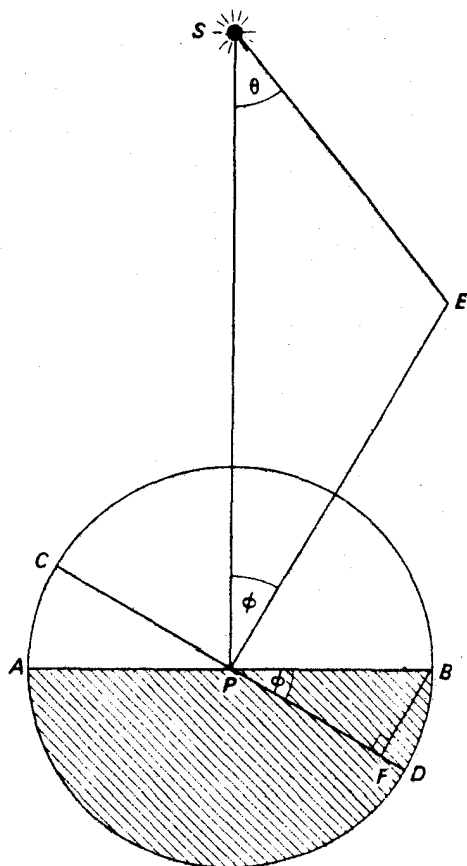
اما،  $PB = CP = PD$  و برابر شعاع سیاره است. چون زوایای  $SPE$  و  $BPD$  هر دو قائمه هستند،  $\angle BPD = \angle SPE = \phi$  می‌باشد. از این رو،  $PF = PB \cos \phi$  است و معادله (۱۱ - ۱۷) بدین صورت در می‌آید:

$$q = \frac{1}{2}(1 + \cos \phi). \quad (11-18)$$

یک سیاره سفلی را در نظر بگیرید.

در حالت مقارنه سفلی،  $\phi = 180^\circ$  است به طوری که  $q = 0$  می‌باشد. پس نیمکره تاریک سیاره رو به زمین است و سیاره هم اکنون در حال ورود به محاق (در مقایسه با ماه نو) می‌باشد.

در مقارنه علیا،  $\phi = 0^\circ$  است، به طوری که  $q = 1$  و هلال سیاره (در مقایسه با ماه کامل)



شکل (۱۱-۱۰) هلال یک سیاره

کامل است .

هنگامی که  $\phi = 90^\circ$  باشد،  $q = 0/5$  خواهد بود و هلال سیاره به صورتی است که نصف قرص روشن سیاره قابل رؤیت می‌باشد (مثل ماه در تربیع اول و دوم). آنچه واضح است، این است که تمام مقادیر  $\phi$  از  $0^\circ$  تا  $180^\circ$  محتمل است و می‌توانیم همه اهله را ببینیم .

در مورد یک سیاره علیا،  $0 \leq \phi < 90^\circ$  می‌باشد و مقدار  $\phi$  هنگامی صفر است که سیاره به مقابله نزدیک شود. بنابراین، هلال سیاره در این هنگام برابر واحد می‌شود و با افزایش مقدار آن به حداکثر (کمتر از  $90^\circ$ )، هلال رو به کاهش و نقصان می‌گذارد ولی هیچ گاه از یک دوم کمتر نمی‌شود. این سیاره، همواره طوری از زمین دیده می‌شود که بیش از نصف

قرص آن را می‌بینیم و هلال آن (با استفاده از واژه دیگری خاصه اهله، ماه) پیوسته محدب است.

سیاره مریخ را می‌توان در ظاهری کاملاً "محدب دید، اما به سبب فواصل خورشید مرکزی زیاد سیارات خارجی غول‌پیکر، مقادیر زاویه فاز  $\phi$  بقدری کوچک است که این سیارات را همواره بدون تغییر در حالت کامل می‌بینیم.

محاسبه هلال در هر زمان بعد از مقارنه سفلی یک سیاره سفلی یا بعد از مقابله یک سیاره علیا، کاری ساده است.

در شکل ۱۱-۱۰ فرض کنید که  $\angle ESP = \theta$  باشد. در این صورت در مثلث  $\triangle SEP$  با استفاده از فرمولهای سینوس، داریم:

$$\frac{SE}{\sin \phi} = \frac{SP}{\sin [180 - (\theta + \phi)]}$$

یا، اگر  $a$  و  $b$  به ترتیب طول شعاعهای حامل  $SE$  و  $SP$  باشند:

$$b \sin \phi = a \sin (\theta + \phi).$$

پس از بسط عبارت سمت راست و مرتب کردن مجدد آن، خواهیم داشت:

$$\tan \phi = \frac{a \sin \theta}{b - a \cos \theta}. \quad (11-19)$$

هرگاه  $a$ ،  $b$  و  $\theta$  معلوم باشند از معادله (۱۱-۱۹) مقدار  $\phi$  را به دست می‌آوریم. زاویه  $\theta$  را می‌توان بسهولت از رابطه زیر حساب کرد:

$$\theta = 360 \times \frac{t}{S}, \quad (11-20)$$

که  $S$  دوره تناوب هلالی سیاره و  $t$  مدت زمانی است که از مقارنه سفلی (سیاره سفلی) یا مقابله (سیاره علیا) سپری شده است.

پس از یافتن مقدار  $\phi$ ، معادله (۱۱-۱۸) هلال سیاره را ارائه می‌کند.

## ۱۱-۱۱ بهبود میزان دقت

عبارتهایی که در قسمتهای قبل این فصل ارائه شد، با این فرض همراهند که سیارات در مدارهایی دایره‌ای و مستقر در یک صفحه به دور خورشید می‌چرخند. درحقیقت، مدار واقعی سیارات بیضیهایی است با میزان خروج از مرکز ناچیز که درون صفحه‌هایی واقعند که تنها چند



درجه نسبت به یکدیگر تعامیل دارند. ارائه عبارات دقیقتر که در آنها مقادیر خروج از مرکز و تعامیل مدارها را نیز به حساب آورده باشند از اهداف این کتاب خارج است و این مقادیر به نسبت عبارات ساده‌ای که در بالا به دست آمده است، اختلاف ناچیزی دارند.

## مسائل فصل یازدهم

توجه: سال نجومی را  $365/25$  روز در نظر بگیرید. همه مدارها را دایره‌ای و درون یک صفحه فرض کنید، مگر این که در مسأله مورد دیگری ذکر شده باشد.

۱- میزان کشیدگی یک سیاره را  $125^\circ$  سنجیده‌اند. تعیین کنید که آیا این یک سیاره سفلی است یا یک سیاره علیا.

۲- دوره تناوب نجومی عطارد ۸۸ روز است. دوره تناوب هلالی آن چقدر می‌باشد؟

۳- با این فرض که فاصله زهره از خورشید  $0/723$  واحد نجومی (AU) باشد، مقدار کشیدگی حداکثر این سیاره چقدر است؟

۴- دوره تناوب هلالی مشتری  $398/9$  روز است. دوره تناوب نجومی آن چقدر می‌باشد؟

۵- فاصله خورشید مرکزی زهره  $0/723$  واحد نجومی است. در یک روز معین، هلال این سیاره  $\frac{1}{11}$  بود، مقدار کشیدگی آن را حساب کنید.

۶- با این فرض که فاصله نپتون از خورشید،  $30/06$  واحد نجومی باشد، نسبت سرعت مداری زمین را به سرعت مداری نپتون محاسبه کنید.

۷- دوره تناوب هلالی مریخ  $779/9$  روز و فاصله خورشید مرکزی آن  $1/524$  واحد نجومی است. هلال آن را ۸۵ روز پس از مقابله به دست آورید.

۸- یک سیارک در مداری دایره‌ای به شعاع ۴ واحد نجومی به دور خورشید می‌چرخد. نسبت قطرهای زاویه‌ای آن را در مقابله و تربیع محاسبه کنید.

۹- سیاره مریخ  $36/5$  روز پس از مقابله به یک نقطه ثابت می‌رسد و کشیدگی آن  $13^\circ$ ، تخمین زده می‌شود. با این فرض که دوره تناوب مداری این سیاره ۶۸۷ روز باشد، فاصله مریخ از زمین را در نقطه ثابت برحسب واحد نجومی و همچنین هلال آن را محاسبه کنید.

۱۰- طی دوره تناوب هلالی زهره، کشیدگی،  $\eta$ ، در لحظه  $t_1$  مشابه کشیدگی در لحظه  $t_2$  است ( $t_2 > t_1$ ). سیاره در هر دو لحظه در یک سوی خورشید واقع است. چنانچه هلال آن در  $t_2$  سه برابر هلال لحظه  $t_1$  باشد، بدین شرط که فاصله خورشید مرکزی زهره  $0/723$  واحد نجومی و دوره تناوب هلالی آن  $583/9$  روز باشد، موارد

زیر را محاسبه کنید: (۱) - مقدار  $\eta$  و (۲) - فاصله زمانی  $(t_2 - t_1)$  برحسب روز.  
 ۱۱ - مدت زمانی را که مشتری در هر دوره تناوب هلالی دارای حرکت رجعی است محاسبه کنید. فرض کنید که فاصله خورشید مرکزی مشتری  $5/2$  واحد نجومی و دوره تناوب نجومی آن  $11/86$  سال می‌باشد.

۱۲ - در نقطه‌ای بر روی استوای ماه، دو فضا نورد متوجه می‌شوند که سفینه فضایی آپولوی آنها در مداری استوایی و دایره‌ای، با سرعت زاویه‌ای نجومی  $\omega_1$  دقیقاً از بالای سرشان عبور می‌کند و چند دقیقه بعد با سرعت زاویه‌ای نجومی  $\omega_2$  غروب می‌کند. اگر نسبت  $\frac{\omega_1}{\omega_2}$  برابر  $10/25$  باشد، با دو فرض زیر، ارتفاع تقریبی سفینه فضایی را در بالای سطح ماه (برحسب شعاع ماه) حساب کنید: (۱) - حرکت مداری سفینه فضایی نسبت به جهت چرخش ماه، رجعی باشد و (۲) - دوره تناوب مداری سفینه فضایی در مقایسه با دوره تناوب چرخش ماه خیلی کوتاه باشد.

۱۳ - سیاره مشتری با دوره تناوب مداری  $11/86$  سال در روز دهم فوریه سال  $1968$  میلادی در مقابل قرار دارد. مقارنه بعدی آن چه سالی است؟ محاسبه کنید که در سال  $1969$  در چه زمانی در مقابل قرار داشته است؟ در چه سالی پس از  $1969$  هیچ مقابله‌ای رخ نخواهد داد؟ ترتیب رویداد این سالها چگونه است؟

۱۴ - یک سیاره علیا با فاصله خورشید مرکزی  $b$  واحد نجومی، در مقابل دارای سرعت زاویه‌ای زمین مرکزی  $\omega_1$  - درجه در روز نسبت به ستارگان است. در تربیع بعدی، مقدار اندازه‌گیری شده  $\omega_2$  + درجه در روز است. ثابت کنید که:

$$\frac{\omega_2}{\omega_1} = \frac{1}{b} \left( \frac{b-1}{b^{1/2}-1} \right).$$

۱۵ - با صرف نظر از اندازه‌های زهره و زمین ثابت کنید که عبور زهره از مقابل قرص خورشید حدود ۸ ساعت به طول می‌انجامد. دوره تناوب هلالی زهره را  $584$  روز، شعاع مداری آن را  $0/723$  واحد نجومی و قطر زاویه‌ای خورشید را  $32'$  فرض کنید.

## علم مکانیک سماوی

### مسأله دو جسم

#### ۱۲ - ۱ مقدمه

گالیله با مشاهدات تلسکوپی خود نشان داد که فرضیهٔ بطلمیوس در اراضه توضیح و تشریحی مناسب از پدیده‌های زمین مرکزی سیارات موفق نبوده است. از سویی دیگر، فرضیهٔ کوپرنیک می‌توانست جوابگوی کشفیات جدید از جمله اهلهٔ زهره باشد. البته، تا آن زمان هیچ‌کس قادر نبود، توضیح قانع‌کننده‌ای در این باره بدهد که چرا حرکات سیارات مشابه حرکتی است که ما مشاهده می‌کنیم یا چرا ماه به دور زمین می‌چرخد. نیم قرن سپری شد تا سرایزاک نیوتن<sup>۱</sup> (۱۶۴۲ - ۱۷۲۷ بعد از میلاد) توضیحی در این باره ارائه کرد. کار او بر مبنای تحقیقاتی که تیکو براهه (۱۵۴۶ - ۱۶۰۱ بعد از میلاد)، یوهان کپلر (۱۵۷۱ - ۱۶۳۰ بعد از میلاد) گالیلئو گالیله (۱۵۶۴ - ۱۶۴۲ بعد از میلاد) انجام داده بودند، پایه‌ریزی شده بود.

#### ۱۲ - ۲ مدارهای سیارات

##### ۱۲ - ۲ - ۱ قوانین کپلر

یوهان کپلر، از مطالعهٔ انبوه اطلاعاتی که با مشاهدهٔ مواضع سیارات از سوی تیکو براهه جمع‌آوری شده بود، سه قانون را در مورد حرکت سیارات وضع کرد که تا ابد به نام او ثبت شده است. این قوانین عبارتند از:

- ۱ - مدار هر سیاره، بیضی است که خورشید در یکی از گانونهای آن قرار دارد.
- ۲ - در مورد هر سیاره، شعاع حامل آن مساحت‌های برابر را در زمانهای برابر طی می‌کند.
- ۳ - معکب نصف محور مدارهای سیارات با مجذور دورهٔ تناوب گردش سیارات متناسب است.

قانون اول کپلر در این مورد است که شکل مدارهای سیارات چگونه می‌باشد و موضع خورشید را در میان آنها ارائه می‌کند .

قانون دوم کپلر بیان می‌کند که چگونه سرعت زاویه‌ای یک سیاره در مدار خود به نسبت فاصله‌اش از خورشید تغییر می‌کند .

قانون سوم کپلر اندازه متفاوت مدارهای موجود در یک منظومه را به دوره تناوب گردش سیارات در این مدارها مربوط می‌سازد .

این قوانین در زمان تشکیلشان با دقیقترین وسایل و ابزار موجود در امر رصد سیارات به دست آمده‌اند . گرچه ستاره‌شناس نامی دانمارک ، تیکو براهه ، در دوران نجوم قبل از اختراع تلسکوپ به فعالیت مشغول بوده است ، اما دقت مشاهداتش خیلی زیاد می‌باشد ، این دقت در مورد مدار مریخ بقدری زیاد بود که کپلر را قانع ساخت تا نظریه باستانی مدارهای دایره‌ای را با مدارهای بیضوی جایگزین کند .

هنوز هم قوانین کپلر به حقیقت نزدیک هستند . این قوانین نه تنها برای سیاراتی که به دور خورشید می‌چرخند بلکه برای منظومه‌های متنوع اقمار که به دور سیارات اولیه می‌چرخند نیز صدق می‌کنند . تنها زمانی که دورترین اقمار رجعی در منظومه شمسی مورد نظرند و یا اقمار مجاور یک سیاره غیرکروی را در نظر می‌گیریم ، این قوانین در تشریح دقیق رفتار این اجسام صدق نمی‌کند . البته در این گونه موارد ، باز هم این قوانین را می‌توان به عنوان اولین نتایج به کار برد .

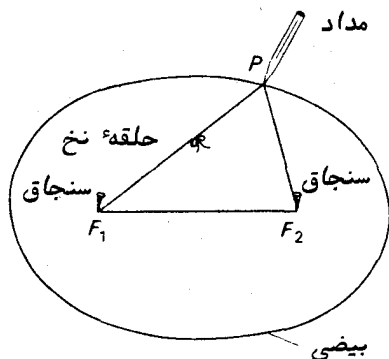
حال ما به جزئیات هریک از این قوانین می‌پردازیم .

## ۱۲ - ۲ - ۲ قانون اول کپلر

بر اساس این قانون ، مدار یک سیاره ، بیضی است و خورشید درون یکی از کانونهای این بیضی قرار دارد .

یک راه شناخته شده برای ترسیم یک بیضی این است که دو سنجاق  $F_1$  و  $F_2$  را با فاصله در روی یک قطعه کاغذ فرو کنید و یک رشته نخ را که دو سر آن را به هم گره زده‌اید در پشت این دو سنجاق قرار دهید . نخ را با یک مداد بکشید و پس از آن در امتداد مسیری که حلقه نخ تعیین می‌کند ، مداد را حرکت دهید ( شکل ۱۲ - ۱ ) . شکلی که به دست می‌آید بیضی است . دو نقطه‌ای را که سنجاقها در آنجا قرار دارند کانون می‌نامند .

اگر دو سنجاق را نزدیکتر به هم قرار دهیم و با همان رشته نخ ، مراحل کار را تکرار کنیم ، درمی‌یابیم که بیضی حاصل از بیضی قبلی مدورتر است و در مورد نهایی که دو سنجاق در یک نقطه قرار می‌گیرند یا به عبارت دیگر ، از یک سنجاق استفاده می‌کنیم ، بیضی مذکور به



شکل ۱۲-۱ شیوه ترسیم یک بیضی

دایره تبدیل می شود.

شکل ۱۲-۲ یک مدار بیضوی مداری را نشان می دهد که خورشید،  $S$ ، در یکی از کانونهای آن قرار دارد، همان طور که قانون اول کپلر بیان می کند. کانون دیگر،  $F$ ، را غالباً "کانون تهی می نامند.

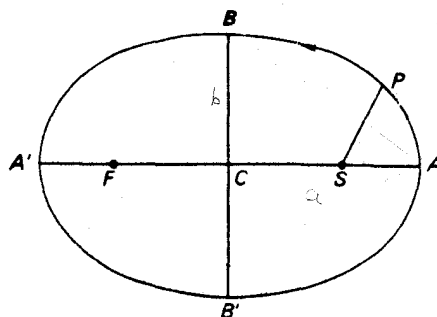
خط  $AA'$  محور بزرگ بیضی،  $C$  مرکز آن و برهمین اساس،  $CA'$  و  $CA$  نصف محور بزرگ بیضی هستند. به همین ترتیب،  $BB'$  محور کوچک بیضی و  $CB'$  و  $CB$  نصف محور کوچک آن می باشند. اگر  $a$  و  $b$  را به ترتیب طول نصف محور بزرگ و نصف محور کوچک فرض کنیم، خواهیم داشت:

$$b^2 = a^2(1 - e^2),$$

که  $e$  خروج از مرکز بیضی است که از رابطه زیر به دست می آید:

$$e = CS/CA.$$

خروج از مرکز، این مفهوم را ارائه می کند که بیضی چه اندازه کشیده شده است. چنانچه بیضی یک دایره باشد،  $e = 0$  است زیرا نقاط  $S$  و  $F$  بر  $C$  منطبق شده اند. حداکثر مقدار  $e$  یک می باشد و این عدد، زمانی حاصل می شود که بیضی خیلی باریک و کشیده شده باشد که کانون تهی به بینهایت تغییر موضع دهد.



شکل ۱۲ - ۲ یک مدار بیضوی سیاره‌ای

در واقع مدارهای سیاره‌ای تقریباً "دایره‌ای هستند، بطوری که  $e$  یک کسر ناچیز است. فرض کنید  $P$  موضع یک سیاره در مدارش باشد. آنگاه  $SP$  شعاع حامل سیاره می‌باشد. هنگامی که این سیاره در نقطه  $A$  قرار دارد، می‌گویند در قرین خورشید<sup>۱</sup> است. در این صورت کمترین فاصله را با خورشید دارد، زیرا:

$$SA = CA - CS = a - ae = a(1 - e).$$

هنگامی که سیاره در  $A'$  است می‌گویند در بعید خورشید<sup>۲</sup> قرار دارد، زیرا بیشترین فاصله را با خورشید دارد. بدین ترتیب، داریم:

$$SA' = CA' + CS = a + ae = a(1 + e).$$

زاویه  $ASP$  را آنومالی حقیقی سیاره می‌نامند.

### ۱۲ - ۲ - ۳ قانون دوم کپلر

بر اساس این قانون میزان پیمایش مساحت توسط شعاع حامل سیاره، ثابت می‌باشد. در شکل ۱۲ - ۳ فرض کنید مواضع سیاره در زمانهای  $t_1, t_2, t_3, t_4$  به ترتیب  $P_1, P_2, P_3, P_4$  باشد. بنابراین شعاع حامل آن بین زمانهای  $t_1$  و  $t_2$  مساحتی را می‌پیماید که بین شعاعهای حامل  $SP_1, SP_2$  و کمان  $P_1 P_2$  محصور است. به همین

1- Perihelion

2- Aphelion

ترتیب، مساحتی که شعاع حامل در فاصله زمانی  $(t_4 - t_3)$  می‌پیماید، مساحت  $SP_3P_4$  می‌باشد.  
قانون کپلر چنین بیان می‌کند که:

$$\frac{\text{مساحت } SP_1P_2}{t_2 - t_1} = \frac{\text{مساحت } SP_3P_4}{t_4 - t_3} = \text{ثابت} \quad (1-12)$$

اگر  $t_2 - t_1 = t_4 - t_3$  باشد، آنگاه مساحت  $SP_1P_2$  با مساحت  $SP_3P_4$  برابر خواهد بود.

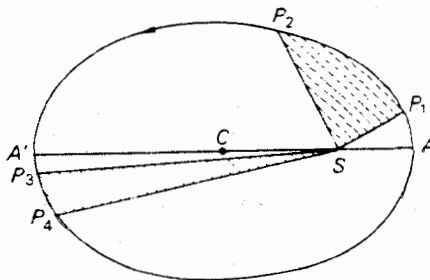
بویژه، اگر این مساحت، مساحت خود بیضی باشد، شعاع حامل به موضع قبلی خود باز می‌گردد و بنابراین قانون دوم کپلر می‌گوید: دوره تناوب گردش سیاره، ثابت است.

فرض کنید فاصله زمانی  $(t_4 - t_3)$  بسیار اندک و با  $(t_2 - t_1)$  برابر باشد. موضع  $P_2$  به  $P_1$  خیلی نزدیک خواهد بود، همچنان که  $P_4$  به  $P_3$  نزدیک خواهد بود. مساحت  $SP_1P_2$  تقریباً "بزرگ مساحت مثلث  $SP_1P_3$  است یا:

$$\frac{1}{2} SP_1 \times SP_2 \times \sin \angle P_1SP_2.$$

اگر زاویه  $\angle P_1SP_2$  بر حسب رادیان باشد، می‌توانیم بنویسیم:

$$\sin \angle P_1SP_2 = \angle P_1SP_2 = \theta_1.$$



شکل ۱۲ - ۳ یک بیضی مداری که در آن قانون دوم کپلر به نمایش در آمده است

زیرا که زاویه  $\angle P_1SP_2$  خیلی کوچک است. همچنین:

$$SP_1 \approx SP_2 = r_1.$$

به این ترتیب مساحت  $SP_1P_2$  از رابطه زیر به دست می‌آید:

$$\frac{1}{2}r_1^2\theta_1.$$

به همین طریق، مساحت  $SP_3P_4$  نیز حاصل می‌شود:

$$\frac{1}{2}r_2^2\theta_2.$$

در این رابطه  $SP_3 = r_2$  و  $\angle P_3SP_4 = \theta_2$  است. فرض کنید  $t_2 - t_1 = t$  و  $t_4 - t_3 = t$  باشد، در این صورت طبق معادله (۱۲-۱) داریم:

$$\frac{1}{2}r_1^2\left(\frac{\theta_1}{t}\right) = \frac{1}{2}r_2^2\left(\frac{\theta_2}{t}\right) = \text{ثابت}$$

اما  $\frac{\theta}{t}$  سرعت زاویه‌ای،  $\omega$ ، حد است وقتی که  $t$  به طرف صفر میل می‌کند. بنابراین:

$$\frac{1}{2}r_1^2\omega_1 = \frac{1}{2}r_2^2\omega_2 = \text{ثابت} \quad (۱۲-۲)$$

بیان ریاضی قانون دوم کپلر است.

طبق شکل ۱۲-۳ برای این که این قانون مراعات شود، سیاره باید هنگامی که شعاع حاملش در قرین خورشید کوتاه‌تر است، سریعتر حرکت کند و برعکس در بعید خورشید که شعاع حاملش بلندتر است، با سرعت کمتری حرکت کند.

### ۱۲-۲-۴ قانون سوم کپلر

در قانون سوم، کپلر رابطه‌ای بین اندازه مدارهای سیارات و دوره تناوب گردش آنها ارائه کرده است. گاهی نصف محور بزرگ مدار سیارات، برابر میانگین اندازه شعاع حامل یا فاصله متوسط سیاره است، بدین طریق شکل دیگری از قانون سوم به دست می‌آید که چنین تعریف می‌شود: مکعب فاصله متوسط سیاره بامجدور دوره تناوب گردش آن متناسب است. از این رو، اگر  $a_1$  و  $T_1$  به نصف محور بزرگ و دوره تناوب نجومی سیاره  $P_1$  که به دور خورشید می‌چرخد، دلالت کند:

$$\frac{a_1^3}{T_1^2} = \text{ثابت} \quad (۱۲-۳)$$

و این مقدار ثابت به ازای همه مدارهای سیاره‌ای یکسان می‌باشد. چنانچه  $a_2$ ،  $a_3$ ، ... و  $T_2$ ،  $T_3$ ، ... به ترتیب به نصف محورهای بزرگ و دوره‌های تناوب نجومی سیارات دیگر



$P_2$  ،  $P_3$  ، ... که به دور خورشید می‌چرخند ، دلالت کند ، آنگاه خواهیم داشت :

$$\frac{a_1^3}{T_1^2} = \frac{a_2^3}{T_2^2} = \frac{a_3^3}{T_3^2} = \dots = \text{ثابت}$$

مناسبتین نمونه این مقدار ثابت با در نظر گرفته زمین به عنوان سیاره مذکور در معادله (۱۲-۳) به دست می‌آید که فاصله را برحسب واحد نصف محور بزرگ زمین و زمان را برحسب سال در نظر می‌گیریم .

بنابراین در مورد زمین ،  $a_1 = 1$  ،  $T_1 = 1$  می‌باشد که مقدار ثابت نیز یک می‌شود . در نتیجه ، برای هر سیاره دیگر ، خواهیم داشت :

$$a^3 = T^2 \quad (12-4)$$

این رابطه نشان می‌دهد که اگر دوره تناوب نجومی ،  $T$  ، یک سیاره را اندازه بگیریم ، می‌توانیم فاصله متوسط ،  $a$  ، آن را از رابطه (۱۲-۴) به دست آوریم .

## ۱۲-۳ قوانین نیوتن در باره حرکت

سه قانون کپلر روش کاملاً دقیق و مناسبی برای تشریح مدارهای سیاره‌ای و نحوه حرکت در این مدارها را ارائه می‌کند . البته ، این قوانین هیچ دلیلی فیزیکی را در این مورد که چرا حرکات سیارات از این قوانین پیروی می‌کنند ، ارائه نمی‌کند . قوانین سه گانه نیوتن درباره حرکت به همراه قانون گرانشی وی ، دلیل فوق را ارائه کرد . در اینجا قبل از این که به قانون گرانشی نظری بیفکنیم ، قوانین سه گانه حرکت را مطرح می‌کنیم .

قوانین سه گانه حرکت نیوتن باعث پایه‌ریزی علم دینامیک شد . گرچه بعضی از این قوانین و نه همه آنها ، نسبت به تفکرات علمی زمان وی ضمنی بودند ، تنظیم صریح ساده این قوانین و بررسی نتایج آن به اتفاق قانون گرانش عمومی وی سهم بیشتری نسبت به اقدامات معاصرانش در به وجود آمدن عصر علمی جدید دارد .

این قوانین را می‌توان به شکل زیر بیان کرد :

۱- هر جسم تا زمانی به حالت سکون خود یا حرکت یکنواخت در یک خط مستقیم ادامه می‌دهد که با یک نیروی خارجی که بر روی آن تأثیر می‌گذارد ، مجبور به تغییری در آن حالت نشود .

به عبارت دیگر ، در صورت نبودن هرگونه نیرویی ( جتی اصطکاک ) یک جسم ثابت می‌ماند یا اگر متحرک باشد ، همچنان به حرکت خود با سرعت مشابه در جهت مشابه ادامه

می‌دهد .

۲- میزان تغییر اندازه حرکت جسم ، با نیروی وارده متناسب است و درجهتی صورت می‌گیرد که آن نیرو در آن جهت وارد می‌شود .

اندازه حرکت حاصل ضرب جرم در سرعت می‌باشد . قانون دوم می‌گوید که میزان تغییر اندازه حرکت به اندازه نیروی وارده شده بر جسم بستگی دارد و طبیعتاً " به جهتی که نیرو وارد می‌شود وابسته است .

در ریاضیات ،  $\frac{d}{dt}$  نشانگر میزان تغییر هر کمیت است .

سرعت ،  $v$  ، و نیرو ،  $F$  ، مقادیری جهت دار و برداری هستند یعنی آنها جهت‌های معینی را مشخص می‌کنند و این قبیل کمیت‌های جهت دار را با کشیدن خطی در زیر آنها یا چاپ آنها یا حروف سیاه از بقیه تمیز می‌دهند . جرم ،  $m$  ، یک کمیت جهت دار نیست . بنابراین ، قوانین ۱ و ۲ را به این شکل می‌نویسیم :

$$\frac{d(mv)}{dt} = F, \quad (5-12)$$

در اینجا ، واحد نیرو را طوری انتخاب کرده‌ایم که ضریب تناسب ، برابر یک شود . چون در اکثر مسائل دینامیکی ، جرم ثابت است ، بنابراین معادله ( ۵ - ۱۲ ) را می‌توان چنین نوشت :

$$m \frac{dv}{dt} = F \quad (6-12)$$

یا :

$$\text{نیروی وارده} = \text{شتاب} \times \text{جرم} \quad (7-12)$$

۳- هر عملی را عکس‌العملی است که با آن برابر و مخالف می‌باشد .

موشکی که در فضای خلاء حرکت میکند ، نمونه خوبی برای این قانون محسوب می‌شود . عمل خروج گاز از موتور موشک با سرعت زیاد در یک جهت باعث ایجاد سرعتی در موشک در خلاف جهت (عکس‌العمل ) می‌شود . به علاوه ، درمی‌یابیم که اندازه حرکت مربوط به گاز با اندازه حرکت به وجود آمده در موشک در جهت مخالف برابر است .

## ۱۲ - قانون گرانشی نیوتن

قانون گرانش عمومی نیوتن که یکی از پر دامنه‌ترین قوانین علمی است که تاکنون تنظیم

شده، اساس و مبنای علم مکانیک سماوی و علم مکانیک ستاره‌های است. علم مکانیک سماوی، بخشی از ستاره‌شناسی است که درباره مدار سیارات و اقمار آنها بحث می‌کند و علم مکانیک ستاره‌ای، آن بخش از علم دینامیک می‌باشد که به بحث درباره مدار سفاین فضایی و اقمار مصنوعی می‌پردازد. در مدت دو قرن و نیم پس از تنظیم این قانون، نتایج آن توسط عده زیادی از ممتازترین ریاضیدانان و ستاره‌شناسانی که تاکنون جهان به خود دیده، مورد بررسی قرار گرفته است. شیوه‌های ساده و دقیق ریاضی برای حل مجموعه‌های بفرنج معادلاتی که از طرح مسائلی درباره سیستم‌های گرانش دو جانبه جرمها ایجاد شده بودند، ابداع شد.

این قانون بسادگی چنین بیان می‌شود:

هر ذره از ماده در طبیعت، ذره دیگری را با نیرویی به سوی خود جذب می‌کند با حاصل ضرب جرمها نسبت مستقیم و با مجذور فاصله بین آنها نسبت عکس دارد. پس، به ازای دو ذره که فاصله بین آنها  $r$  می‌باشد، خواهیم داشت:

$$F = G \frac{m_1 m_2}{r^2}, \quad (۱۲-۸)$$

که  $F$  نیروی جذب،  $m_1$  و  $m_2$  جرم دو ذره و  $G$  ضریب تناسب است که آن را غالباً "ضریب (عمومی) گرانش می‌نامند.

نیوتن در سالهای جوانی خود و در اوایل دوره بیست سالگیش به این قانون فکر می‌کرد و در جستجوی راهی برای آزمودن اعتبار آن بود. یک راه آن، به کار بردن این قانون در مورد مدار ماه بود. آیا ممکن است همان نیرویی که باعث افتادن یک سیب از درخت می‌شود ماه را در مدارش به دور زمین نگه‌دارد؟ در واقع طبق داستانها، نیوتون زمانی موفق به این کشف شد که در باغ خانه پدریش در وولسترپ<sup>۱</sup> متوجه شد که یک سیب از درخت به زمین افتاد. او بدین سبب در آنجا اقامت کرده بود که از دانشگاه کمبریج از ترس طاعون گسترده‌ای تعطیل شده بود. جادارد سخنان خود نیوتن را در زمان پیروی، وقتی که به خاطرات خود در آن روزها در وولسترپ اشاره می‌کند، نقل کنیم:

"و در همان سال من به این موضوع فکر می‌کردم که گرانش را در مورد مدار ماه نیز گسترش دهم. پس از این که دریافتم چگونه مقدار نیرویی را که طی آن یک جهان در حال گردش درون یک کره بر سطح آن کره فشار وارد می‌کند، تخمین بزنم، از قانون کپلر مبنی بر این که زمانهای تناوبی سیارات دارای نسبتی بیش از یک و نیم برابر فواصلشان از مرکز مدارهایشان می‌باشد، نتیجه گرفتم، نیرویی که سیارات را درون مدار خود نگه

می‌دارد باید بطور متقابل با مجذور فواصل آنها از مرکزهایی که به دور آنها گردش می‌کنند، متناسب باشد و بدین طریق نیروی لازم برای نگه داشتن ماه در مدارش را با نیروی گرانشی (جاذبه) سطح زمین مقایسه کردم و دریافتم که جواب آنها خیلی به هم نزدیک است. همه این اقدامات در دو سال مصیبت‌بار \* یعنی سالهای ۱۶۶۵ و ۱۶۶۶ صورت گرفت، زیرا من در این سالها در آغاز عصر اختراعات بودم و بیش‌از‌هر زمان دیگر به ریاضیات و فلسفه علاقه نشان می‌دادم.

بنابراین نیوتن در قانون گرانشی خود از قوانین کپلر سود برده است. به‌علاوه، او طی آزمایشهای گالیله مقدار شتاب اجسام در حال سقوط آزاد را در حوالی سطح زمین می‌دانست. او اندازه زمین، شعاع مدار ماه و دوره تناوب نجومی گردش ماه را نیز دریافته بود. فرمول مشهوری که در زیر آمده است، رابطه فاصله  $s$  را که طی آن یک جسم از حالت سکون سقوط می‌کند با زمان  $t$  و شتاب  $g$  ناشی از گرانشی نشان می‌دهد:

$$s = \frac{1}{2}gt^2.$$

معلوم شد که یک جسم در ثانیه اول، برحسب واحدهایی که نیوتن به کار برده بود، ۱۶ پا سقوط می‌کند، یعنی مقدار  $g$  در هر ثانیه ۳۲ پا در ثانیه است. فاصله اشیاء در ماه از مرکز زمین ۶ برابر فاصله اشیاء سطح زمین از مرکز زمین است. از این رو، چنانچه قانون گرانش نیوتن قابل قبول باشد، شتاب موجود در ماه که آن را با  $g_M$  نشان می‌دهیم و از گرانشی زمین ناشی می‌شود از رابطه زیر به دست می‌آید:

$$g_M = g \left( \frac{1}{60} \right)^2 = \frac{32}{3600} \quad \text{در هر ثانیه برحسب پا در ثانیه}$$

بنابراین، در ثانیه اول یک جسم باید فاصله  $s_M$  را در حال سقوط طی کند:

$$s_M = \frac{1}{2}g_M \times 1^2 = \frac{32 \times 12}{2 \times 3600} = 0.0535 \text{ inch.}$$

اگر گرانشی وجود نمی‌داشت، ماه در خط راستی در فضا حرکت می‌کرد (خط  $BC$  در شکل

\* - در سالهای ۱۶۶۵ و ۱۶۶۶ بر اثر طاعون گسترده در شهر لندن ۷۵۰۰۰ تن جان خود را از دست دادند. این مرض سرانجام بر اثر آتش‌سوزی مهیبی که روی داد از بین رفت. "نقل از کتاب گیتاشناسی کشورها - مترجم"

۱۲-۴). اما به علت جاذبه زمین، ماه پیوسته به سوی زمین کشیده می‌شود. بنابراین، مسیر آن یعنی  $BD$  را می‌توان حرکت خط مستقیم  $BC$  و یکافت  $CD$ ، تصور کرد. اگر فاصله زمانی بین  $B$  و  $D$  را یک ثانیه فرض کنیم، آنگاه  $CD$  فاصله‌ای است که ماه در یک ثانیه افت کرده است. برطبق محاسبات نیوتن، این مقدار باید  $۵/۵۳۵$  اینچ باشد. حال اگر فرض کنیم مدار ماه دایره‌ای باشد، خواهیم داشت:

$$CD = CE - DE = CE - BE$$

در مثلث قائم‌الزاویه  $CBE$ ، داریم:

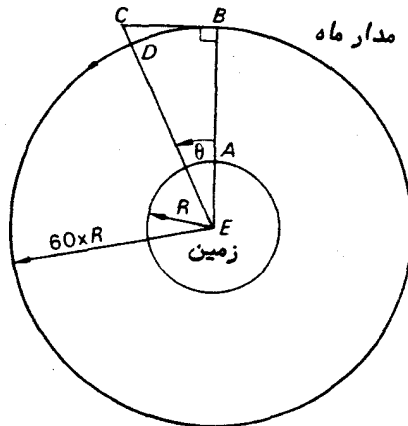
$$\frac{BE}{CE} = \cos CEB = \cos \theta, \text{ مثلا}$$

یا:

$$CE = \frac{BE}{\cos \theta}$$

بنابراین:

$$CD = BE \left( \frac{1}{\cos \theta} - 1 \right).$$



شکل ۱۲-۴ مدار ماه به دور زمین

چون  $\phi$  یک زاویه بسیار کوچک است، یعنی زاویه‌ای است که شعاع حامل ماه در مدت یک ثانیه طی می‌کند، لذا می‌توانیم بنویسیم:

$$\cos \theta = 1 - \frac{\theta^2}{2}$$

یا طبق قضیه دو جمله‌ای می‌نویسیم:

$$\frac{1}{\cos \theta} = 1 + \frac{\theta^2}{2}$$

قضیه فوق را در عبارت  $CD$  قرار می‌دهیم تا چنین به دست آید:

$$CD = \frac{BE \times \theta^2}{2}$$

در اینجا مقدار  $\theta$  به دست می‌آید:

$$\theta = \frac{2 \pi}{27/322 \times 86400}$$

و در آن، دوره تناوب نجومی‌گردش ماه را  $27/322$  روز متوسط خورشیدی شماره ثانیه‌های موجود در یک روز را  $86400$  فرض کرده‌ایم.

باتوجه به این که شعاع زمین را  $3960$  مایل در نظر گرفته‌ایم، شعاع مدار ماه یعنی  $BE$  مقدار  $12 \times 5280 \times 3960 \times 60$  اینچ می‌شود. پس در می‌یابیم که:

$$CD = 0/0533 \text{ اینچ}$$

و این عدد با مقدار  $0/0535$  اینچ که با قانون گرانش تخمین زده شده بود، خیلی نزدیک است.

در حقیقت، مقداری که نیوتن به دست آورد  $0/044$  اینچ بود و به سبب عدم تطبیق این عدد و تضاد فرضیه مذکور با حقایق، وی آن را رها کرد. شش سال بعد در سال  $1671$  م. اندازه‌گیری کمان یک نصف‌النهار توسط پیکارد در فرانسه، خطای موجود در مقدار اندازه زمین را که قبلاً "مورد قبول بود" تصحیح کرد. نیوتن از این خبر آگاه گشت و محاسبات خویش را تکرار کرد و به نتیجه قابل قبول دست یافت. پس از آن دوباره به آن موضوع پرداخت و مجموعه پروژه‌های تحقیقی را انجام داد که به چاپ و انتشار کتاب اصول<sup>۱</sup> منجر شد.

## ۱۲ - ۵ کتاب اصول نیوتن

نیوتن در این کتاب نفیس همه پدیده‌های نجومی و فیزیکی موجود را گردآوری و تنظیم

کرده است و نشان داده چگونه این پدیده‌ها از سه قانون حرکت و قانون عمومی گرانش وی منتج شده‌اند. او در این کتاب اطلاعات جدید رصد را پیش‌بینی کرده و علم فیزیک ریاضی را با چنان اطمینانی پایه‌ریزی کرد که بسیاری از تحقیقات ریاضیدانان، دانشمندان و ستاره‌شناسان در دو نیمی قرن پس از او به تلاشهایی مبدل گشت تا نتایج فرضیهٔ او در بارهٔ جهان را بطور منطقی آشکار سازد.

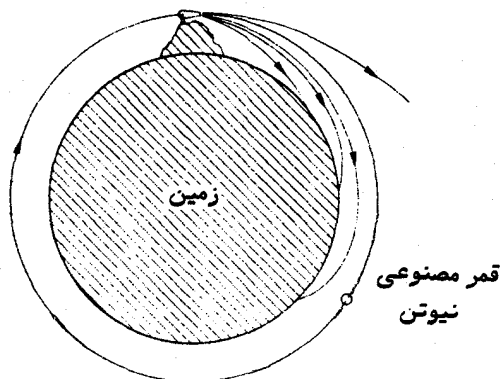
در میان محتویات کتاب اصول از موارد زیر می‌توان ذکر کرد:

او ثابت کرد یک کره در حال چرخش مثلاً "زمین به علت نیروی گریز از مرکز اندکی در قطبها فشرده می‌شود و در مناطق استوایی از نیروی گرانی آن کاسته می‌شود. این برآمدگی استوا که از تأثیر ماه و خورشید به وجود آمده، سبب می‌شود تا محور چرخش زمین بتدریج مثل محور یک فرفره یا ژیرسکوپ حرکت تقدیمی داشته باشد، به طوری که یک مخروط را در فضا بپیچاند. تقدیم اعتدالین که حاصل این حرکت است توسط ابرخس در حدود سال ۱۳۴ قبل از میلاد کشف شده بود ولی تا زمان نیوتن همچنان مبهم مانده بود.

او ثابت کرد یک سیاره، تحت قانون گرانش و براساس قوانین کپلر در مداری بیضوی به دور خورشید خواهد چرخید و به سبب جذب سایر سیارات، این بیضی در سالهای متعادی اندک تغییراتی از نظر اندازه، شکل و جهت خواهد کرد. بدین طریق وی تغییراتی را که در مدار مشتری و زحل پیش می‌آمد و تا آن زمان بدون توضیح مانده بود، پاسخ گفت. او همچنین چگونگی اندازه‌گیری جرم سیاره‌ای را که دارای یک قمر یا بیشتر بود، ارائه کرد.

نیوتن در مورد مدار ماه - مسألهٔ بسیار پیچیده‌ای که روزی دربارهٔ آن به دوستش ادmond هالی گفته بود از آن چنان دچار سردرد و بی‌خوابی شده است که دیگر به آن فکر نخواهد کرد - توانست ثابت کند که برخی از ناهماهنگیهای حرکت ماه به دور زمین از جاذبهٔ خورشید ناشی می‌شود و شکل‌های متعددی را پیش‌بینی کرد که بعدها از طریق مشاهده به آنها پی‌بردند. او همچنین با دلیل ثابت کرد (شکل ۱۲ - ۵ را ملاحظه کنید) اگر گلوله‌ای را با سرعتی مناسب به وسیلهٔ یک توپ از بالای قلهٔ یک کوه که ارتفاع آن بحدی بلند باشد که توپ خارج از جو زمین قرار گیرد، شلیک کنیم، آن گلوله حرکتی دایره‌ای یا بیضوی به دور زمین خواهد داشت و چنانچه به چیزی برخورد نکند، تا ابد به دور زمین خواهد چرخید. به عبارت دیگر، سیصد سال قبل از این که دانش نیوتنی آن اندازه توسعه یافته باشد که اولین قمر مصنوعی را در مدار قرار دهد، سرازاک نیوتن احتمال آن را پیش‌بینی کرده بود.

او همچنین تشریح کرد که پدیدهٔ جزر و مد یک محصول اضافی از قانون گرانش است، موضوعی که همهٔ تحقیقات جدید بر پایهٔ آن قرار داده شده است. وی ثابت کرد که مدار ستارگان دنباله‌دار نیز تحت تأثیر این قانون است و چگونگی محاسبهٔ آنها را توضیح داد.



شکل ۱۲ - ۵ نظر نیوتن در باره یک قمر مصنوعی

کتاب مذکور علاوه بر همه این موضوعات دارای پاسخهایی برای مسائل حرکت سیالات، تفسیر آزمایشهای فکری، فرضیه حساب و سایر تحقیقات مؤثر است. می‌گویند زمانی که کتاب اصول در دسترس همگان قرار گرفت، تنها عده انگشت شماری بودند که واقعا " قادر به درک آن شدند و احتمالا " کسانی که آن را خریدند - این کتاب به قیمت ده تا دوازده شیلینگ فروخته می‌شد - متوجه این نکته گشتند که این کتاب نقطه عطفی در علم به وجود آورده است. آنها شاید نمی‌فهمیدند که انتشار کتاب اصول آغاز جهان جدید علمی را بطور اعم و علم ستاره‌شناسی را بطور اخص باعث شده است.

## ۱۲ - ۶ مسائل دو جسم

### ۱۲ - ۶ - ۱ معادلات حرکت

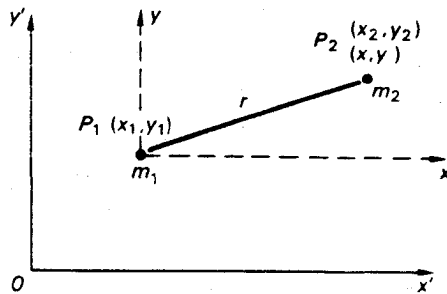
مسئله دو جسم که اولین بار توسط نیوتن ابراز و حل شد، چنین مطرح می‌شود: " به فرض این که در هر زمان معین، موضع و سرعت دو ذره توده‌ای که تحت نیروی گرانشی متقابل یکدیگر حرکت می‌کنند و همچنین جرم آن دو ذره معلوم باشد، می‌توانیم مواضع و سرعتهای آنها را در هر زمان، چه گذشته و چه آینده محاسبه کنیم."

در هر لحظه، بردار سرعت یکی از جرمها نسبت به دیگری و خطی که آن دو جرم را به هم متصل می‌کند، تشکیل صفحه‌ای می‌دهند. چون نیروی گرانشی بین اجسام در امتداد خط متصل کننده آنها اثر می‌کند، لذا هیچ شتابی وجود ندارد که باعث شود آنها از این صفحه خارج شوند. بنابراین مدار هر ذره در این صفحه قرار دارد. می‌توانیم معادلات حرکت آنها



را با استفاده از قوانین حرکت نیوتن و قانون گرانشی او در صفحه مذکور بر روی دو محور قائم  $Ox'$  و  $Oy'$  مطابق شکل ۱۲ - ۶ ترسیم کنیم .

دو ذره  $P_1$  و  $P_2$  را فرض کنید که دارای جرمهای  $m_1$  ،  $m_2$  و مختصات  $(x_1, y_1)$  و  $(x_2, y_2)$  نسبت به محورهای  $Ox'$  و  $Oy'$  هستند .



شکل ۱۲ - ۶ مساله ۶ دو جسم که در یک دستگاه مختصات قائم مطرح شده است

پس فاصله بین آنها یعنی  $r$  مقدار زیر خواهد بود :

$$r^2 = (x_2 - x_1)^2 + (y_2 - y_1)^2.$$

اندازه نیروی گرانی  $F$  ، طبق معادله (۱۲ - ۸) به دست می آید :

$$F = \frac{Gm_1m_2}{r^2}.$$

ذره  $P_1$  را در نظر بگیرید . این ذره با شتابی به سوی  $P_2$  جذب می شود که می توان این شتاب را به اجزاء  $\frac{d^2x_1}{dt^2}$  و  $\frac{d^2y_1}{dt^2}$  به ترتیب در امتداد محورهای  $Ox'$  و  $Oy'$  تجزیه کرد . به همین ترتیب می توان نیروی  $F$  را نیز به اجزایی در امتداد محورهای  $Ox'$  و  $Oy'$  تجزیه کرد . در مورد ذره  $P_1$  این نیرو از جهت  $P_1$  به  $P_2$  اثر می کند ، بطوری که اجزای مربوط به  $P_1$  به قرار زیرند :

$$\frac{Gm_1m_2}{r^2} \left( \frac{x_2 - x_1}{r} \right)$$

( الف ) در امتداد محور  $Ox'$

$$\frac{Gm_1m_2}{r^2} \left( \frac{y_2 - y_1}{r} \right)$$

( ب ) در امتداد محور  $Oy'$

مقادیر  $\frac{(x_2 - x_1)}{r}$  و  $\frac{(y_2 - y_1)}{r}$  کسینوس‌های نام دارند و عوامل مناسبی هستند

که باید  $F$  در آنها ضرب شود تا نه تنها اندازهٔ صحیح اجزای مستقر در روی  $Ox'$  و  $Oy'$  را بلکه جهت‌های صحیح را نیز ارائه دهد. در مورد ذرهٔ  $P_2$ ، اجزای صحیح به ترتیب، به این قرارند:

$$\frac{Gm_1 m_2}{r^2} \left( \frac{x_1 - x_2}{r} \right)$$

و:

$$\frac{Gm_1 m_2}{r^2} \left( \frac{y_1 - y_2}{r} \right)$$

چون در مورد  $P_2$  نیرو از  $P_1$  به سوی  $P_1$  اثر می‌کند.

حال، طبق قوانین ۱ و ۲ نیوتن (یعنی طبق معادلهٔ (۱۲-۷)) داریم:

نیروی وارده = شتاب  $\times$  جرم

پس برای اولین ذرهٔ  $P_1$ ، می‌توانیم بنویسیم:

$$m_1 \times \frac{d^2 x_1}{dt^2} = \frac{Gm_1 m_2}{r^2} \left( \frac{x_2 - x_1}{r} \right), \quad (9-12)$$

$$m_1 \times \frac{d^2 y_1}{dt^2} = \frac{Gm_1 m_2}{r^2} \left( \frac{y_2 - y_1}{r} \right). \quad (10-12)$$

معادلات (۹-۱۲) و (۱۰-۱۲) را معادلات دیفرانسیل حرکت ذرهٔ  $P_1$  می‌نامند.

برای دومین ذرهٔ  $P_2$ ، داریم:

$$m_2 \times \frac{d^2 x_2}{dt^2} = \frac{Gm_1 m_2}{r^2} \left( \frac{x_1 - x_2}{r} \right), \quad (11-12)$$

$$m_2 \times \frac{d^2 y_2}{dt^2} = \frac{Gm_1 m_2}{r^2} \left( \frac{y_1 - y_2}{r} \right). \quad (12-12)$$

می‌توانیم معادلات (۹-۱۲) تا (۱۲-۱۲) را به روش زیر ساده کنیم. هر دو طرف (۹-۱۲)

را بر  $m_1$  و هر دو طرف (۱۱-۱۲) را بر  $m_2$  تقسیم کنید:

$$\frac{d^2 x_1}{dt^2} = \frac{Gm_2}{r^3} (x_2 - x_1), \quad (13-12)$$

$$\frac{d^2x_2}{dt^2} = \frac{Gm_1}{r^3}(x_1 - x_2), \quad (12-14)$$

معادله (۱۲-۱۳) را از (۱۲-۱۴) کم کنید:

$$\frac{d^2(x_2 - x_1)}{dt^2} + \frac{G(m_1 + m_2)}{r^3}(x_2 - x_1) = 0. \quad (12-15)$$

چنانچه  $P_1$  را مبدأ فرض کنیم و یک دسته محور مثلا " $P_{1x}$  و  $P_{1y}$  را از آن عبور دهیم، بطوری که  $P_{1x}$  و  $P_{1y}$  به ترتیب با  $Ox'$  و  $Oy'$  موازی باشند، می بینیم که مختصات  $x$  و  $y$  مربوط به  $P_1$  نسبت به محورهای جدید، چنین خواهند بود:

$$x = x_2 - x_1; \quad y = y_2 - y_1.$$

با این فرض که:

$$\mu = G(m_1 + m_2),$$

می توانیم معادله (۱۲-۱۵) را چنین بنویسیم:

$$\frac{d^2x}{dt^2} + \mu \frac{x}{r^3} = 0. \quad (12-16)$$

واضح است که اگر همین روش را در مورد معادلات (۱۲-۱۵) و (۱۲-۱۶) نیز به کار ببریم، به معادله زیر دست خواهیم یافت:

$$\frac{d^2y}{dt^2} + \mu \frac{y}{r^3} = 0. \quad (12-17)$$

۱۲-۶-۲ حل مسأله دو جسم

ارائه چگونگی حل معادلات (۱۲-۱۶) و (۱۲-۱۷) از اهداف این کتاب خارج است و فقط می توانیم جواب آن را بنویسیم:

$$r = \frac{h^2/\mu}{1 + e \cos \theta}, \quad (12-18)$$

در این عبارت،  $h$  ضریبی است که دو برابر میزان سطحی را که توسط شعاع حامل پیموده شده نشان می دهد و  $e$  خروج از مرکز مدار و  $\theta$  آنومالی حقیقی است (قسمت ۱۲-۲-۲ را

ملاحظه کنید.)

معادله (۱۲-۱۸) در واقع معادله قطبی یک مقطع مخروطی است. در به دست آوردن این جواب، نیوتن قانون اول کپلر را تعمیم بخشید زیرا یک مقطع مخروطی نه تنها می‌تواند یک بیضی باشد بلکه یک سهمی یا هذلولی نیز هست.

البته به رابطه مهمی دست خواهیم یافت که انتگرال انرژی نام دارد و این موضوع خود به مبحثی ختم می‌شود که طی آن سرعت یک سیاره را در هر نقطه از مدارش، می‌توانیم به دست آوریم.

### ۱۲-۶-۳ انتگرال انرژی

چنانچه معادله (۱۲-۱۶) را در  $\frac{dx}{dt}$  و معادله (۱۲-۱۷) را در  $\frac{dy}{dt}$  ضرب کنیم و سپس آنها را با هم جمع کنیم، رابطه زیر به دست خواهد آمد:

$$\frac{dx}{dt} \frac{d^2x}{dt^2} + \frac{dy}{dt} \frac{d^2y}{dt^2} + \frac{\mu}{r^3} \left( x \frac{dx}{dt} + y \frac{dy}{dt} \right) = 0. \quad (12-19)$$

حال:

$$\frac{d}{dt} \left[ \frac{1}{2} \left( \frac{dx}{dt} \right)^2 + \frac{1}{2} \left( \frac{dy}{dt} \right)^2 \right] = \frac{dx}{dt} \frac{d^2x}{dt^2} + \frac{dy}{dt} \frac{d^2y}{dt^2}$$

همچنین،  $r^2 = x^2 + y^2$  است، بطوری که:

$$\frac{d}{dt} \left( \frac{1}{r} \right) = -\frac{1}{r^2} \frac{dr}{dt} = -\frac{1}{r^2} \frac{d(x^2 + y^2)^{1/2}}{dt} = -\frac{1}{r^2} \frac{1}{2} \cdot \frac{1}{(x^2 + y^2)^{1/2}} \left( 2x \frac{dx}{dt} + 2y \frac{dy}{dt} \right)$$

و حاصل آن چنین است:

$$\frac{d}{dt} \left( -\frac{\mu}{r} \right) = \frac{\mu}{r^3} \left( x \frac{dx}{dt} + y \frac{dy}{dt} \right).$$

بدین ترتیب معادله (۱۲-۱۹) را مثل یک دیفرانسیل کامل می‌توان نوشت:

$$\frac{d}{dt} \left[ \frac{1}{2} \left( \frac{dx}{dt} \right)^2 + \frac{1}{2} \left( \frac{dy}{dt} \right)^2 - \frac{\mu}{r} \right] = 0.$$

پس از گرفتن انتگرال، خواهیم داشت:

$$\frac{1}{2} V^2 - \frac{\mu}{r} = C \quad (12-20)$$

$C$  ضریبی است که آن را بطور متداول ثابت انرژی می‌نامند،  $V$  سرعت یک جرم نسبت به جرم دیگر است چون:

$$V^2 = \left(\frac{dx}{dt}\right)^2 + \left(\frac{dy}{dt}\right)^2.$$

جزء اول معادله یعنی  $V^2$ ، انرژی جنبشی نام دارد و آن انرژی است که سیاره در مدار خود به دور خورشید به موجب سرعت خود کسب می‌کند. جزء دوم، انرژی پتانسیل است و آن انرژی است که سیاره به واسطه فاصله‌اش از خورشید کسب می‌کند. آنچه معادله (۱۲ - ۲۰) اظهار می‌کند این است که مجموع این دو انرژی ثابت است. این اظهار به دلیل این که مجموعه دو جسم یک مجموعه جدا می‌باشد، منطقی است یعنی هیچ انرژی را نمی‌توان به این مجموعه افزود. یا از آن کم کرد. البته، در یک مدار بیضوی فاصله  $r$  در تغییر است. معادله (۱۲ - ۲۰) نشان می‌دهد که بین دو انرژی یک رابطه تعادلی وجود دارد، یعنی هرگاه یکی از این دو انرژی افزایش یابد، دیگری کاهش می‌پذیرد. اگر بخواهیم عبارتی به دست آوریم که در آن سرعت،  $V$ ، سیاره مطرح شده باشد بایستی ثابت  $C$  را تفسیر کنیم و این کار در قسمت بعد انجام شده است.

۱۲ - ۶ - ۴ سرعت سیاره در مدارش

فرض کنید  $P$  موضع یک سیاره در مدار بیضوی آن به دور خورشید،  $S$ ، در یک زمان معین باشد. در زمان مذکور سرعت سیاره،  $V$  و طول شعاع حامل،  $SP$ ، آن  $r$  می‌باشد (شکل ۱۲ - ۷ را ملاحظه کنید).

فرض کنید  $V_p$  و  $V_A$  به ترتیب سرعت سیاره در نقاط قرین خورشید،  $A$ ، و بعید خورشید،  $A'$ ، باشد.

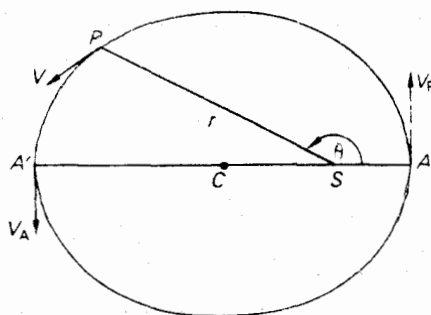
نقاط  $A$  و  $A'$  تنها نقاطی از مدار هستند که برای یک لحظه، سرعت بر شعاع حامل عمود می‌شود. پس می‌توانیم بنویسیم:

$$V = r\omega \quad (12-21)$$

که در این عبارت،  $\omega$  سرعت زاویه‌ای است.

البته، قانون دوم کپلر در هر نقطه مدار صادق است:

$$r^2\omega = h. \quad (12-22)$$



شکل ۱۲ - ۷ سرعت یک سیاره در یک مدار بیضوی که نشان می‌دهد بردار سرعت در نقطه‌ی قرین خورشید A و بعید خورشید A' بر شعاع حامل عمود است.

پس، تنها در نقطه‌ی قرین خورشید و بعید خورشید داریم:

$$V = \frac{h}{r}$$

به ازای نقطه‌ی قرین خورشید داریم:

$$V_P = \frac{h}{a(1-e)}$$

به ازای نقطه‌ی بعید خورشید داریم:

$$V_A = \frac{h}{a(1+e)}$$

به طوری که:

$$\frac{V_P}{V_A} = \frac{1+e}{1-e}$$

(۱۲ - ۲۳)

در اینجا، معادله‌ی انرژی (۱۲ - ۲۰) چنین می‌باشد:

$$\frac{1}{2}V^2 - \frac{\mu}{r} = C$$

(۱۲ - ۲۰)

به طوری که در نقطه‌ی قرین خورشید داریم:

$$\frac{1}{2}V_P^2 - \frac{\mu}{a(1-e)} = C$$

(۱۲ - ۲۴)

و در نقطه‌ی بعید خورشید نیز چنین خواهیم داشت:

$$\frac{1}{2}V_A^2 - \frac{\mu}{a(1+e)} = C$$

(۱۲ - ۲۵)

پس از کم کردن معادله (۱۲-۲۵) از معادله (۱۲-۲۴) و استفاده از معادله (۱۲-۲۳) برای حذف  $V_A$ ، خواهیم داشت:

$$V_P^2 = \frac{\mu}{a} \left( \frac{1+e}{1-e} \right). \quad (12-26)$$

به همین طریق،  $V_A$  را به دست می‌آوریم:

$$V_A^2 = \frac{\mu}{a} \left( \frac{1-e}{1+e} \right). \quad (12-27)$$

دوباره از معادلات (۱۲-۲۶) و (۱۲-۲۷) چنین نتیجه می‌گیریم که:

$$V_A V_P = \frac{\mu}{a}. \quad (12-28)$$

پس از کم کردن معادله (۱۲-۲۴) از معادله (۱۲-۲۵) و حذف  $V_P$  توسط معادله (۱۲-۲۶) و بعد از مراحل ساده کردن اجزاء، رابطه مورد نظر به دست می‌آید:

$$V^2 = \mu \left( \frac{2}{r} - \frac{1}{a} \right). \quad (12-29)$$

۱۲-۶-۵ دوره تناوب گردش یک سیاره در مدارش

فرض کنید مدار سیاره دایره‌ای باشد، پس  $r = a$  است. حال معادله (۱۲-۲۹) به این شکل تبدیل می‌شود:

$$V^2 = \frac{\mu}{a}. \quad (12-30)$$

اما:

$$V = \frac{2\pi a}{T}$$

$T$  زمانی است که صرف می‌شود تا سیاره مدار دایره‌ای خود را طی کند. به این ترتیب:

$$T = 2\pi \left( \frac{a^3}{\mu} \right)^{\frac{1}{2}}. \quad (12-31)$$

عبارت (۱۲-۳۱) حتی در مواردی که مدار بیضوی است نیز صادق است و  $a$  نصف محور بزرگ مدار محسوب می‌شود و اثبات آن را در اینجا ذکر نمی‌کنیم.

۱۲-۶-۶ نمونه نیوتنی قانون سوم کپلر

فرض کنید دو سیاره در مدارهایی که نصف محورهای بزرگ آن  $a_1$  و  $a_2$  است با دوره تناوب گردش  $T_1$  و  $T_2$  به دور خورشید می‌چرخند. فرض کنید جرم خورشید و آن دو سیاره به ترتیب  $M$ ،  $m_1$  و  $m_2$  باشد. طبق معادله (۱۲-۳۱)، داریم:

$$T_1 = 2\pi \left( \frac{a_1^3}{\mu_1} \right)^{1/2}$$

در حالی که،  $\mu_1 = G(M + m_1)$  است. همچنین:

$$T_2 = 2\pi \left( \frac{a_2^3}{\mu_2} \right)^{1/2}$$

حال:

$$\left( \frac{T_2}{T_1} \right)^2 = \left( \frac{a_2}{a_1} \right)^3 \frac{\mu_1}{\mu_2} = \left( \frac{a_2}{a_1} \right)^3 \left( \frac{M + m_1}{M + m_2} \right) \quad (12-32)$$

قانون سوم کپلر را به این صورت می‌نویسیم:

$$\left( \frac{T_2}{T_1} \right)^2 = \left( \frac{a_2}{a_1} \right)^3$$

تنها تفاوت بین این عبارت و معادله (۱۲-۳۲)، سازه  $k$  است که برابر است با:

$$k = \frac{M + m_1}{M + m_2}$$

پس از تقسیم کردن صورت و مخرج کسر بر  $M$ ، خواهیم داشت:

$$k = \frac{1 + m_1/M}{1 + m_2/M}$$

بیشترین مقدار اختلاف  $k$  از ۱ هنگامی رخ می‌دهد که دو سیاره‌ای را در نظر بگیریم که

در منظومه شمسی دارای حداکثر و حداقل جرم باشند. سیاره‌ای که بیشترین جرم را دارد مشتری است که در این مورد  $\frac{m_1}{M} = \frac{1}{1047/3}$  می‌باشد و کمترین جرم را عطارد دارد که  $\frac{m_2}{M} = \frac{1}{6200000}$  است. از این رو، تا سه رقم با معنی  $k = 1$  است. بنابراین قانون



سوم کپلر گرچه قانون خیلی خوب و با ارزشی است، ولی تنها تا اندازه‌ای به حقیقت نزدیک است. نمونه نیوتنی قانون سوم کپلر که همان معادله (۱۲-۳۲) است، بسیار بهتر است.

### ۱۲-۶-۷ اندازه گیری جرم یک سیاره

سیاره‌ای را در نظر بگیرید که نصف محور بزرگ مدارش،  $a$ ، دوره تناوب نجومی گردش آن،  $T$ ، و جرم آن  $m$ ، باشد و یک قمر،  $p_1$ ، در مداری با نصف محور بزرگ  $a_1$  و دوره تناوب نجومی گردش  $T_1$  به دور آن سیاره،  $p$ ، در حرکت است. جرم خورشید و قمر را به ترتیب  $M$  و  $m_1$  فرض کنید.

سپس طبق معادله (۱۲-۳۱) برای سیاره و خورشید داریم:

$$T = 2\pi \left( \frac{a^3}{\mu} \right)^{1/2} \quad (12-33)$$

در حالی که  $\mu = G(M+m)$  است.

برای سیاره و قمر مذکور داریم:

$$T_1 = 2\pi \left( \frac{a_1^3}{\mu_1} \right)^{1/2}, \quad (12-34)$$

در حالی که،  $\mu_1 = G(m+m_1)$

پس از تقسیم معادله (۱۲-۳۴) بر (۱۲-۳۳) خواهیم داشت:

$$\frac{T_1}{T} = \left[ \left( \frac{a_1}{a} \right)^3 \frac{\mu}{\mu_1} \right]^{1/2},$$

یا:

$$\frac{\mu}{\mu_1} = \left( \frac{T_1}{T} \right)^2 \left( \frac{a}{a_1} \right)^3 = \frac{M+m}{m+m_1}.$$

می‌توانیم بنویسیم:

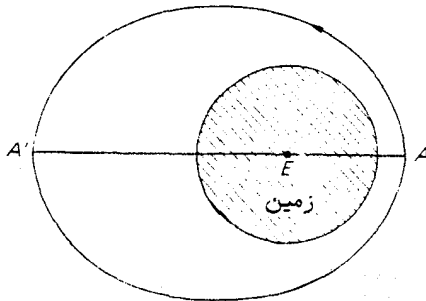
$$\frac{M+m}{m+m_1} = \left( \frac{M}{m} \right) \left( \frac{1+m/M}{1+m_1/m} \right).$$

اما دیدیم که نسبت  $\frac{m}{M}$  خیلی از یک کوچکتر است و برای اقمار منظومه شمسی نسبت جرمشان به جرم سیاره اولیه آنها بسیار کمتر از یک می‌باشد. از این رو:

$$\frac{M}{m} = \left(\frac{T_1}{T}\right)^2 \left(\frac{a}{a_1}\right)^3 \quad (۱۲-۳۵)$$

تنها دو سیاره یعنی عطارد و زهره تاکنون بدون قمر شناخته‌ای هستند. زمین، مریخ، مشتری، زحل، اورانوس، نپتون و پلوتون هر یک دارای یک قمر یا بیشتر هستند و بدین ترتیب می‌توان جرم آنها را با اندازه‌گیری نصف‌محور بزرگ مدار و دوره تناوب نجومی گردش اقمارشان برحسب جرم خورشید به دست آورد. در مورد سیارات عطارد و زهره باید روشهای دیگری اتخاذ کرد. برای اولین بار از تأثیرات اختلالی این سیارات بر سیارات دیگر به جرم آنها پی بردند. در حال حاضر، از طریق تغییرات زهره در مدار سفاین فضایی گوناگونی که برای عبور از کنار آن به فضا فرستاده شده است، جرم آن را بطور دقیق مشخص کرده‌اند. اخیراً دانش مادر باره جرم عطارد با سفرفضایی مارینر ۱۰ و عبور آن از کنار این سیاره کاملتر شده است. جرم پلوتون که اخیراً از طریق قمر این سیاره به نام چارون به دست آمده است،  $۰/۰۰۳$  جرم زمین می‌باشد.

مثال ۱۲-۱ قمر مصنوعی وانگارد ۱ دارای دوره تناوب گردش ۱۳۴ دقیقه است. این قمر به ۶۶۰ کیلومتری زمین نزدیک شده، سپس تا فاصله ۴۰۲۳ کیلومتری دور می‌شود. اگر نصف‌محور مدار زمین  $۱۰^۶ \times ۱۴۹/۵$  کیلومتر، شعاع زمین ۶۳۷۲ کیلومتر و سال را  $۳۶۵/۲۵$  روز متوسط خورشیدی تصور کنیم، جرم زمین را نسبت به جرم خورشید به دست آورید. طبق شکل ۱۲-۸ قمر مصنوعی مذکور در نقطه A در حوض (نقطه‌ای در مدار قمر که با مرکز زمین کمترین فاصله را دارد) و در نقطه A' در اوج است (نقطه‌ای که با مرکز زمین، E، بیشترین فاصله را دارد).



شکل ۱۲-۸ مثال (۱۲-۱) مدار یک قمر مصنوعی زمینی

اندازه محور بزرگ،  $AA'$ ، بیضی چنین به دست می‌آید:

$$AA' = 4023 + 2 \times 6372 + 660 = 17427 \text{ کیلومتر}$$

به طوری که نصف محور بزرگ،  $a_1$ ،  $8713/5$  کیلومتر است. دوره تناوب گردش،  $T_1 = 134$  دقیقه است.

در مورد مدار زمین،

$$a = 149/5 \times 10^6 \text{ کیلومتر} \quad T = 365/25 \times 24 \times 60 = 5/2596 \times 10^5 \text{ دقیقه}$$

فرض کنید  $M$  و  $m$  به ترتیب جرم خورشید و زمین باشد، در این صورت با استفاده از

معادله (۱۲ - ۳۵) داریم:

$$\frac{M}{m} = \left( \frac{134}{5/2596 \times 10^5} \right)^2 \left( \frac{149/5 \times 10^6}{8713/5} \right)^3$$

که پس از محاسبات مختصر، حاصل آن چنین می‌باشد:

$$\frac{M}{m} = 327800$$

پس جرم زمین تنها حدود سه میلیونیم جرم خورشید است.

۱۲ - ۶ - ۸ مدارهای هم تناوب

معادله (۱۲ - ۳۱) را دوباره می‌نویسیم:

$$T = 2\pi \left( \frac{a^3}{\mu} \right)^{1/2} \quad (12-31)$$

پس از مرتب کردن مجدد معادله (۱۲ - ۲۹) داریم:

$$a = 1 / \left( \frac{2}{r} - \frac{V^2}{\mu} \right) \quad (12-36)$$

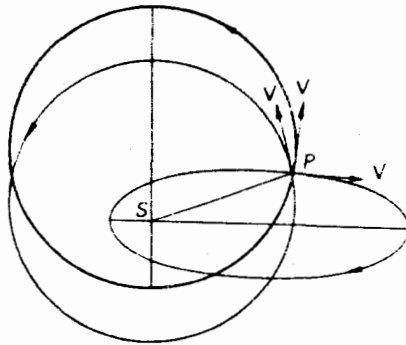
چنانچه مقدار  $a$  را در معادله‌های (۱۲ - ۳۱) و (۱۲ - ۳۶) حذف کنیم، خواهیم

داشت:

$$T = 2\pi\mu \left( \frac{2\mu}{r} - V^2 \right)^{-3/2} \quad (12-37)$$

معادلات (۱۲-۳۱) ، (۱۲-۳۶) و (۱۲-۳۷) چندین خاصیت را درباره حرکت بیضوی نشان می‌دهد .

می‌بینیم که نصف محور بزرگ ، تابعی از شعاع حامل و مجذور سرعت است . بنابراین اگر یک جسم با جرم  $m_1$  را در فاصله معینی مثل  $r$  از جسم دیگری با جرم  $m_2$  با سرعت  $V$  پرتاب کنیم ، طول نصف محور بزرگ مدار آن ،  $a$  ، به جهت پرتاب بستگی نخواهد داشت و تنها به اندازه سرعت بستگی دارد . در شکل ۱۲-۹ همه مدارها دارای شعاع حامل اولیه یکسان ،  $SP$  و اندازه سرعت اولیه ،  $V$  ، یکسانی هستند گرچه جهت پرتاب متفاوت است . بنابراین همه مدارها دارای نصف محور بزرگ ،  $a$  ، یکسانی هستند که طبق معادله (۱۲-۳۶) به دست می‌آید .



شکل ۱۲-۹ مدارهای هم‌تناوب

از معادله (۱۲-۳۷) درمی‌یابیم که دوره‌های تناوب این مدارها باید یکسان باشد . اگر ذرات را به طور همزمان از نقطه  $P$  به درون این مدارها پرتاب کنیم ، گرچه آنها مداری را طی می‌کنند که شکل آن کاملاً متفاوت است و حتی درون یک صفحه جاندارندولی تا زمانی که شعاع حامل اولیه ،  $SP$  ، و سرعت ،  $V$  ، یکسان است ، همه آنها در بازگشت از نقطه  $P$  خواهند گذشت .

## ۱۲-۷ واحد نجومی

در قسمت (۱۱-۷) نشان دادیم که چگونه می‌توان نمونه دقیقی از منظومه شمسی را با رعایت مقیاس تهیه کرد ، درحالی که فواصل همه سیارات برحسب فاصله زمین از خورشید باشد . ستاره‌شناسان دریافته‌اند که به کار بردن اطلاعات مربوط به مدار زمین و خورشید به

عنوان واحدهای زمانی، فاصله و جرم، کار مناسبی است. برداشت دقیق نیوتن از قانون سوم کپلر را در مورد سیاره‌ای با جرم  $m_2$  که به دور خورشید با جرم  $m_1$  می‌چرخد، می‌توان به شکل زیر نوشت (معادله ۱۲ - ۳۱ را ملاحظه کنید):

$$k^2(m_1 + m_2)T^2 = 4\pi^2 a^3.$$

چنانچه جرم خورشید، روز متوسط خورشیدی و فاصله متوسط زمین از خورشید را به ترتیب واحد جرم، زمان و فاصله فرض کنیم، معادله فوق به شکل زیر در می‌آید:

$$k^2(1 + m_2)T^2 = 4\pi^2 a^3,$$

که  $k^2$  بجای  $G$  ثابت گرانش و  $m_2$  و  $T$  و  $a$  همگی برحسب واحدهایی هستند که در بالا به آن اشاره شد. کمیت  $k$  را ثابت گاوسی گرانش می‌نامند.

اگر طبق مراحل که گاوس انجام داد، آن سیاره را زمین فرض کنیم و مقدار  $T$  را نیز ۳۶۵/۲۵۶۳۸۲۵ روز خورشیدی متوسط (این رقم طول روز نجومی است که از سوی گاوس پذیرفته شده بود) و  $m_2$  را  $\frac{1}{354710}$  جرم خورشیدی در نظر بگیریم، مقدار  $k$  برابر ۰/۰۱۷۲۰۲۰۹۸۹۵ خواهد بود و این در حالی است که  $a$  را یک فرض کنیم. این فاصله را که نصف محور بزرگ مدار زمین است واحد نجومی<sup>۱</sup> (AU) می‌نامند.

این مفهوم از آن زمان به بعد مورد اصلاح واقع شد. گاه‌گاه، کمیت‌های مختلف را با دقت بیشتری به دست می‌آوردند، ولی برای دوباره حساب نکردن  $k$  و سایر کمیت‌های مربوط به آن در هر مرحله، ستاره‌شناسان چنین قرار گذاشتند که مقدار قبلی  $k$  "کاملاً" صحیح است. این بدان معنی است که زمین نیز مانند سایر سیارات محسوب می‌شود. در حال حاضر، واحد زمان، روز زیجی است و هم‌اکنون فاصله متوسط زمین از خورشید ۱/۰۰۰،۰۰۰،۰۰۳ واحد نجومی است در حالی که جرم منظومه زمین و ماه  $\frac{1}{328912}$  جرم خورشیدی است. از این رو، متوجه می‌شویم که تعریف دقیق واحد نجومی از قانون سوم کپلر به دست می‌آید:

$$k^2(1 + m)T^2 = 4\pi^2 a^3,$$

و این در حالی است که جرم خورشید را یک، مقدار  $k$  را ۰/۰۱۷۲۰۲۰۹۸۹۵ و واحد زمان را یک روز زیجی فرض کرده‌ایم. مقدار به دست آمده، شعاع مدار دایره‌ای است که یک جسم با جرمی ناچیز و بدون تأثیر نیروهای گرانشی سایر سیارات در آن در مدت یک سال گاوسی که

روز زیجی دارد به دور خورشید می‌چرخد. مقدار این شعاع  $10^{11} \times 1/496000$  متر است.

$$\frac{2\pi}{k}$$

## مسائل فصل دوازدهم

مدت سال را  $365/25$  روز در نظر بگیرید.

۱ - نصف محور بزرگ مدار یک سیارک ۴ واحد نجومی است. دوره تناوب نجومی آن را محاسبه کنید.

۲ - به فرض این که نصف محور بزرگ مدار زهره  $0/7233$  واحد نجومی باشد، دوره تناوب نجومی آن را حساب کنید.

۳ - دوره تناوب هلالی مریخ ۷۸۰ روز است. فاصله متوسط آن را از خورشید برحسب واحد نجومی به دست آورید.

۴ - دوره تناوب مداری قمر پنجم مشتری به دور آن  $0/4982$  روز است و نصف محور بزرگ مدار آن  $0/001207$  واحد نجومی است. دوره تناوب مداری و نصف محور بزرگ مشتری به ترتیب  $11/86$  سال و  $5/203$  واحد نجومی است. نسبت جرم مشتری را به جرم خورشید محاسبه کنید.

۵ - فرض کنید مدار سیاره‌ای به دور خورشید، دایره‌ای و به شعاع  $0/1$  واحد نجومی باشد، دوره تناوب گردش آن چقدر خواهد بود؟

۶ - یک قمر مصنوعی مخابراتی همیشه در یک مدار مدور استوایی در بالای یک طول جغرافیایی ثابت باقی می‌ماند. فرض کنید روز نجومی ۲۳ ساعت و ۵۶ دقیقه، مدت سال  $\frac{1}{4}$   $365$  روز و فاصله این قمر از مرکز زمین و نیز فاصله زمین از خورشید به ترتیب  $41800$  کیلومتر و  $10^6 \times 149/5$  کیلومتر باشد. نسبت جرم خورشید به زمین را حساب کنید.

۷ - حداقل و حداکثر ارتفاع یک قمر مصنوعی زهره نسبت به سطح جامد این سیاره (که توسط رادار اندازه‌گیری شده است) به ترتیب  $696$  کیلومتر و  $2601$  کیلومتر است. دوره تناوب گردش این قمر ۱۰۴ دقیقه می‌باشد. چنانچه نصف محور بزرگ مدار و دوره تناوب نجومی زهره به ترتیب  $0/723$  واحد نجومی و  $0/615$  سال باشد، به فرض این که یک واحد نجومی  $10^6 \times 149/5$  کیلومتر و جرم سیاره زهره  $\frac{1}{403500}$  جرم خورشید باشد، شعاع سیاره زهره را محاسبه کنید.

۸ - دوره تناوب گردش یک قمر مصنوعی به دور ماه ۲ ساعت و ۲۰ دقیقه است. کمترین و بیشترین فاصله آن از سطح ماه به ترتیب ۸۰ و ۶۰۰ کیلومتر است. چنانچه شعاع ماه و شعاع مدار ماه به ترتیب  $1738$  و  $384400$  کیلومتر و دوره تناوب نجومی ماه  $\frac{1}{3}$  روز باشد،

نصف محور بزرگ، خروج از مرکز مدار قمر مصنوعی ماه و نسبت جرم زمین و ماه را محاسبه کنید.  
 ۹ - دوره تناوب مشتری ۱۱/۸۶ سال و جرم خورشید و مشتری به ترتیب ۳۳۰،۰۰۰ و ۳۱۸ برابر جرم زمین هستند. چنانچه بطور ناگهانی جرم این سیاره با جرم زمین یکی شود، تغییر موجود در دوره تناوب مداری آن را حساب کنید.

۱۰ - نصف محور بزرگ مدار مریخ ۱/۵۲۴ واحد نجومی و مقدار خروج از مرکز مدار آن ۰/۰۹۳ است. فرض کنید مدار زمین دایره‌ای و با مدار مریخ هم صفحه است. در این صورت، کمترین فاصله مریخ از زمین را محاسبه کنید. همچنین نسبت سرعت مریخ در نقاط حضیض و اوج مدارش و نیز سرعت این سیاره را در حضیض بر حسب واحد نجومی در سال به دست آورید.  
 ۱۱ - ستاره دنباله دار هالی در یک مدار بیضوی با خروج از مرکز ۰/۹۶۷۳ در حرکت است. نسبت سرعت خطی و همچنین سرعت زاویه‌ای آن را در حضیض و اوج به دست آورید.  
 ۱۲ - دو قمر مصنوعی در مدارهایی بیضوی به دور زمین در حرکت هستند و هر دو دارای نصف محور بزرگ یکسانی هستند. نسبت سرعت خطی این دو قمر در حضیض  $\frac{3}{4}$  و خروج از مرکز مدار آن قمری که سرعت بیشتری در حضیض دارد  $\frac{5}{8}$  می‌باشد. میزان خروج از مرکز قمر دیگر و نسبت سرعت‌های دو قمر را در اوج به دست آورید.

۱۳ - یک قمر مصنوعی در مداری که نسبت به استوا زاویه  $30^\circ$  می‌سازد در ارتفاع ۱۶۸۹ کیلومتری با دوره تناوب ۲ ساعت حرکت می‌کند. اختلاف منظر افقی آن چقدر است؟ چنانچه از چرخش زمین صرف نظر کنیم، حداکثر زمانی را که این قمر می‌تواند در بالای افق بماند (۱) در پایگاهی که این قمر مستقیماً از بالای آنجا می‌گذرد (۲) در شهر ویننی‌پگ<sup>۱</sup> با عرض جغرافیایی  $50^\circ$  شمالی حساب کنید. (شعاع زمین را ۶۳۷۸ کیلومتر فرض کنید).

## علم مکانیک سماوی مسأله چند جسم

### ۱۳-۱ مقدمه

نیوتن مسأله گرانشی دو جسم را مطرح و حل کرد، که در آن دو ذره توده‌های تحت نیروی جاذبه گرانشی متقابل در مدارهایی حرکت می‌کنند. او فرمولهایی را که به دست آورده بود، در مواردی مثل مدار یک سیاره به دور خورشید یا مدار ماه به دور زمین تعمیم داد. موفقیت وی از دو موقعیت مساعد ناشی می‌شد. یکی توزیع جرمها در منظومه شمسی است. جرم همه سیارات نسبت به جرم خورشید ناچیز است، درست مثل جرم اقمار که نسبت به سیارات اولیه آنها اندک می‌باشد. به همین علت، کشش گرانشی متقابل سیارات از نیروی گرانشی خورشید بر هر سیاره کمتر است. موقعیت دوم این بود که قطر سیارات به نسبت فاصله‌شان از یکدیگر و از خورشید کم می‌باشد. بنابراین، تا حد زیادی، ماهیت مدار یک سیاره به دور خورشید یک مسأله دو جسمی است که یک جسم آن، سیاره و جسم دیگر خورشید است.

البته نیوتن دریافت که نیروی کشش سایر سیارات را باید در نظر گرفت تا دقیقاً معلوم شود سیاره در چه مداری حرکت خواهد کرد. این مسأله در حقیقت یک مسأله دو جسمی بود و نیوتن اولین کسی بود که آن را به شکل قاعده درآورد. مسأله چند جسم را در حالتی که اجسام مورد نظر، دارای جرم نقطه‌ای باشند (یعنی آنها جرم دارند ولی هیچ حجمی ندارند و این یک امر محال فیزیکی و یک مفهوم کاملاً "سودمند است!") می‌توان به عبارات زیر بیان کرد. به فرض این که مواضع و سرعت‌های سه ذره توده‌های یا بیشتر که تحت نیروی گرانش متقابل یکدیگر حرکت می‌کنند در هر لحظه معلوم باشد و علاوه بر آن جرم آنها نیز مشخص باشد، بدین طریق وسیله‌ای ارائه می‌شود که توسط آن سرعت و مواضع آنها را در هر زمان چه گذشته و چه آینده می‌توان محاسبه کرد.

هنگامی که اجسام را نتوانیم جرم نقطه‌ای به حساب آوریم، مسأله پیچیده‌تر می‌شود، به طوری که همچون مسأله زمین - ماه - خورشید باید شکل و سرشت داخلی آنها را مورد



نظر قرار داد .

برای بحث در مورد روشهایی که در علم مکانیک سماوی برای حل این مشکل ابداع شده‌اند ، ابتدا آنچه را که اجزای یک مدار نامیده می‌شوند در نظر می‌گیریم .

### ۱۳ - ۲ اجزای يك مدار

در شکل ۱۳-۱ مدار یک سیاره ،  $P$  ، به دور خورشید ،  $S$  ، نشان داده شده‌است . این مدار ، بیضوی است زیرا در این لحظه چنین تصور می‌کنیم که خورشید تنها جرمی است که سیاره را به خود جذب می‌کند .

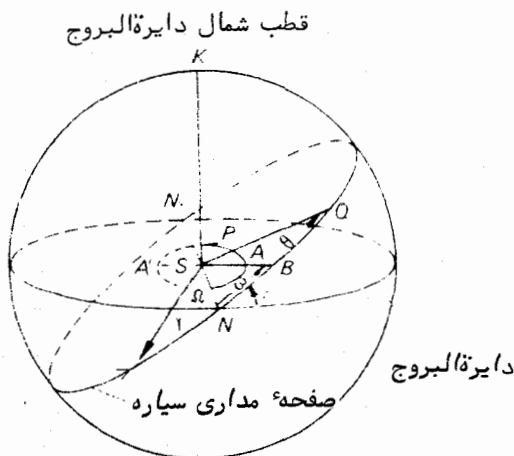
فرض کنید  $ST$  جهت نقطه اول حمل باشد که از خورشید دیده می‌شود و به علاوه فرض کنید صفحه بنیانی ثابت همان صفحه دایره البروج باشد .

بدین ترتیب صفحه مداری سیاره ، صفحه دایره البروج را با خط  $NN_1$  که خط گرهها نام دارد قطع خواهد کرد . اگر مسیر حرکت در جهتی باشد که با فلش نشان داده شده‌است ،  $N$  را گره صعودی و  $N_1$  را گره نزولی می‌نامند .

زاویه  $\angle TSN$  طول گره صعودی است که معمولاً با علامت  $\Omega$  نشان داده می‌شود . زاویه بین صفحه مداری و صفحه دایره البروج را میل ،  $i$  ، می‌نامند .

بنابراین دو زاویه  $\Omega$  و  $i$  به طوری کاملاً واضح جهت صفحه مداری سیاره را در فضا نشان می‌دهند .

مدار  $APA'$  درون این صفحه مداری قرار دارد .



شکل ۱۳-۱ جهت مشخص مدار یک سیاره در فضا با اجزای مداری  $\Omega$  ،  $\omega$  ، و  $i$  ( این اجزاء در متن کتاب توضیح داده شده‌اند ) .

فرض کنید نقاط  $A$  و  $A'$ ، به ترتیب قرین خورشید و بعید خورشید مدار هستند. خط  $AA'$  به نام خط کانونی معروف است. اگر خط  $SA$  را امتداد دهیم، کره سماوی را در نقطه  $B$  قطع خواهد کرد. بدین ترتیب، تعیین جهت مدار در صفحه مدار از زاویه  $\angle NSB$  به دست می‌آید که آن را با  $\omega$  نشان می‌دهیم و شناسه قرین خورشید نامیده می‌شود. اندازه و شکل مدار با نصف محور بزرگ،  $a$ ، و خروج از مرکز،  $e$ ، مشخص می‌شود. هنوز تثبیت موضع  $P$  سیاره در هر لحظه،  $t$ ، در مدارش باقی است. این امر با استفاده از فرمول‌های مربوط به پاسخ مسأله دو جسم و این شرط که لحظه‌ای،  $\tau$ ، که سیاره در قرین خورشیدی  $A$  واقع شده است، معلوم باشد قابل اجراء است. کمیت  $\tau$  را زمان عبور قرین خورشید می‌نامند و می‌تواند مثلاً "ساعت ۲۲ و ۴۷ دقیقه و ۱۲/۴ ثانیه" زمان جهانی روز ۱۴ آوریل سال ۱۹۷۰ میلادی باشد.

شش عدد  $\Omega$ ،  $\omega$ ،  $i$ ،  $a$ ،  $e$  و  $\tau$  را اجزای مدار سیارات می‌نامند. البته ذکر این نکته جایز است که پنج عدد اول جهت، اندازه و شکل مدار را تعیین می‌کنند و ششمین عدد برای تشخیص موضع سیاره در هر زمان در مدار آن به کار می‌آید.

### ۱۳ - ۳ ویژگیهای عمومی مسأله چند جسم

اگر جرم سیارات نسبت به جرم خورشید خیلی ناچیز بود، در آن صورت مدار هر سیاره تغییر نمی‌کرد و شش عنصر فوق ثابت می‌ماند. در واقع، در چنین موردی قوانین سه‌گانه کپلر پاسخی بر مسأله چند جسمی می‌باشد. اما از جرم سیارات به هیچ وجه نمی‌توان صرف نظر کرد و این مسأله در مورد ستارگان دنباله‌دار که به سیارات بسیار نزدیک می‌شوند نیز به طور کلی بفرنج است.

طی سه قرن گذشته این مسأله به ستاره شناسان و ریاضیدانان برجسته زیادی الهام شد (و مایه نگرانی آنها گشت!). البته معلوم نیست که مسأله سه جسمی از پیچیدگی بیشتری نسبت به مسأله دو جسمی برخوردار باشد. اما اگر فرض کنیم هر جسم دستخوش میدان گرانشی متغیر و پیچیده ناشی از جذب دو جسم دیگر باشد و تماسهای نزدیکی بین هر یک از آنها صورت گیرد که نتیجه این تصادفات نزدیک، نوع جدیدی از مدار باشد، در این صورت می‌بینیم که برای تشریح همه پیآمدهای این چنین تماسهایی به فرمول کلی نیاز داریم که پیچیدگی غیر قابل وصفی دارد.

در حقیقت ممکن است اظهارات مفید و جامع بسیاری در مورد مسأله چند جسمی ایراد شود که در زمان خود به اثبات رسیده است. این اظهارات برای اوایل<sup>۱</sup> (سال ۱۷۰۷ میلادی -

۱۷۸۳ میلادی) معلوم بود، اما قبل از آن خواص کلی بیشتری کشف نشده بود و احتمال وجود آن نیز نبود.

این اظهارات از تنها انتگرالهای مشخص معادلات دیفرانسیل استنباط می‌شود و به مواردی مثل مرکز جرم منظومه، کل انرژی منظومه و مجموع اندازه حرکت زاویه‌ای آن مربوط می‌شود. بدون هرگونه اظهار نظر دربارهٔ مسیر ذرات منفرد می‌توان چنین ذکر کرد:

الف - مرکز جرم منظومه در فضا با سرعتی ثابت حرکت می‌کند یعنی در یک خط مستقیم با سرعتی ثابت جابجا می‌شود.

ب - کل انرژی منظومه (مجموع همه انرژیهای جنبشی و انرژی پتانسیل) ثابت است. با این حال، علی‌رغم این که تبادل پیوسته‌ای بین انرژی جنبشی و انرژی پتانسیل وجود دارد، کل انرژی به همان حال باقی می‌ماند.

ج - مجموع اندازه حرکت زاویه‌ای منظومه ثابت است.

علاوه بر این ویژگیها، پاسخهای خاصی از مسألهٔ سه جسمی توسط لاگرانژ<sup>۱</sup> به دست آمد که این پاسخها هنگامی که بین سرعتها و فواصل متقابل ذرات روابط معینی برقرار شود به وجود می‌آیند. او ثابت کرد چنانچه سه جسم مذکور، در رؤوس یک مثلث متساوی الاضلاع قرار داشته باشند و سرعت آنها از نظر اندازه یکسان باشد و به یک اندازه نسبت به شعاع حامل متقابل آنها خمیدگی داشته باشند، این سه جسم علی‌رغم چرخش مثلث‌وحتی تغییر اندازه آن، به شکل یک مثلث متساوی الاضلاع باقی خواهند ماند. لاگرانژ همچنین ثابت کرد که اگر سه جسم را بر روی یک خط مستقیم در فواصلی که به نسبت جرم آنها بستگی دارد قرار دهیم، علی‌رغم چرخش خط، آنها باز هم بر روی آن خط باقی می‌مانند. گرچه راه حل‌های همخط بودن سه جسم و قرار گرفتن آنها در یک مثلث متساوی الاضلاع تنها هنگام ارائه‌شان دارای ارزش نظری بودند، اما متعاقباً کشف شد این وضعیتها در منظومه شمسی مطرح می‌شوند.<sup>۲</sup>

### ۱۳ - ۴ نظریاتی درباره اختلال عمومی

دیدیم که چون نیروی کشش متقابل سیارات نسبت به کشش خورشید بر آنها بسیار کم‌تر است، مدار سیارات به دور خورشید با تقریب بسیار زیاد بیضوی می‌باشد. این تقریب در مورد

1 - Lagrange

۲ - به قسمت ۶ - ۵ کتاب Astrinimy: Structure of the Universe نوشته Roy and Clarke

مسأله دو جسم در بسیاری از تلاشها نقطه آغازی بود تا درباره حرکت سیارات نظریاتی به دست آید. تصور می شود که مدار دو جسمی سیاره به دور خورشید، همچون یک حلقه پلاستیکی نرم که با زبانه های خیالی میدان گرانشی سایر سیارات شکل گرفته، از نظر اندازه، شکل و جهت تغییر کند.

در حال حاضر اجزای مدار یک سیاره نه تنها اندازه، شکل و جهت آن را تعیین می کند بلکه اطلاعاتی نیز به ما می دهد که می توان با آنها موضع سیاره را در هر زمان محاسبه کرد. چنانچه اختلالی در مدار سیاره باشد، این اجزاء می بایست تغییر کند. با عملیات ریاضی بغرنج و خسته کننده فرمولهایی برای تغییرات موجود در اجزای مدار به دست می آید. این فرمولها شامل مجموعه طویلی از سینوسها و کسینوسها به علاوه دوره هایی دیر پا می باشد. قسمت تناوبی فرمول برای هر جزء می تواند دارای صدها تابع مثلثاتی زمان باشد. دوره های دیرپا غیر از دوره های تناوبی هستند، اما اگر محاسبات ریاضی با تقریب زیادی انجام بگیرد، این دوره ها باعث تغییراتی متناسب با زمان و در همه اجزاء از جمله در نصف محور بزرگ می شود. در واقع، دوره های شتاب نیز رخ می دهند.

چنین عبارات تحلیلی را که برای مدت زمان معینی معتبرند اختلالات عمومی می نامند. این عبارات ما را در امر نتیجه گیری از حالات گذشته و آینده منظومه سیاره های یاری می کنند، البته باید تأکید کرد که بدین طریق برای مدت زمان طولانی دلخواه هیچ نتایج معتبری به دست نخواهد آمد. مدت زمان برآورد شده که در طی آن نظریه های سیاره ای، جواب دقیقی را ارائه می کنند تقریباً یک هزار سال است.

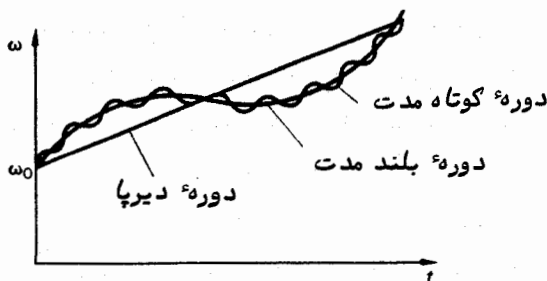
شیوه اختلالات عمومی را نیز در مورد منظومه قمرها، سیارک هایی که تحت تأثیر مشتری قرار دارند و مدار اقمار مصنوعی زمینی به کار می برند.

از طریق فرضهای معینی مثلاً "این که اندازه نصف محور بزرگ مدارهای سیارات تغییر زیادی نمی کند، فرضیه های تحلیلی اختلالات را می توان به دست آورد که این فرضیات آنچه را که در یک مدت طولانی مثلاً "یک میلیون سال بر اجزای مدار سیارات می گذرد تشریح می کنند. پی برده اند که اندازه نصف محورهای بزرگ، خروج از مرکزها و میلیا دارای تغییرات تناوبی است و سه عنصر دیگر (طول گره صعودی، شناسه قرین خورشید و زمان عبور قرین خورشید) هم دارای تغییرات دیرپا و هم تغییرات تناوبی می باشند.

برای تعیین نظراتمان در مورد ماهیت دوره های تناوبی و دیرپا در فرمولی که نحوه عملکرد یک عنصر مثلاً  $\omega$  را تشریح می کند، چنین می نویسیم:

$$\omega = \omega_0 + \lambda t + b \sin t + B \sin \frac{t}{A}$$

که  $t$  زمان،  $\omega_0$ ،  $\lambda$ ،  $b$ ،  $B$  و  $A$  همگی ثابت و مقدار  $A$  خیلی بیشتر از یک است . جمله  $\lambda t$  یک دوره<sup>۲</sup> دیر پاست که از یک زمان تا زمانی دیگر به طول می‌انجامد  $b \sin t$ ، یک دوره<sup>۳</sup> کوتاه مدت است زیرا شناسه<sup>۴</sup> آن،  $t$ ، در چرخه<sup>۵</sup> خود به سرعت آن را سپری می‌کند. جمله  $B \sin (t/A)$  یک دوره<sup>۶</sup> بلند مدت است چون شناسه<sup>۷</sup> آن یعنی  $t/A$  باعث می‌شود چرخه<sup>۸</sup> آن خیلی کندتر از یک دوره<sup>۹</sup> کوتاه مدت سپری شود . به علاوه ، ممکن است اندازه<sup>۱۰</sup> دامنه<sup>۱۱</sup>  $B$  خیلی بزرگتر از  $b$  باشد . کمیت باقی مانده<sup>۱۲</sup>  $\omega_0$ ، مقدار  $\omega$  است هنگامی که  $t$  صفر باشد . بدین ترتیب شکل ۱۳ - ۲ نحوه<sup>۱۳</sup> عملکرد  $\omega$  را بطور تقریب نشان می‌دهد .



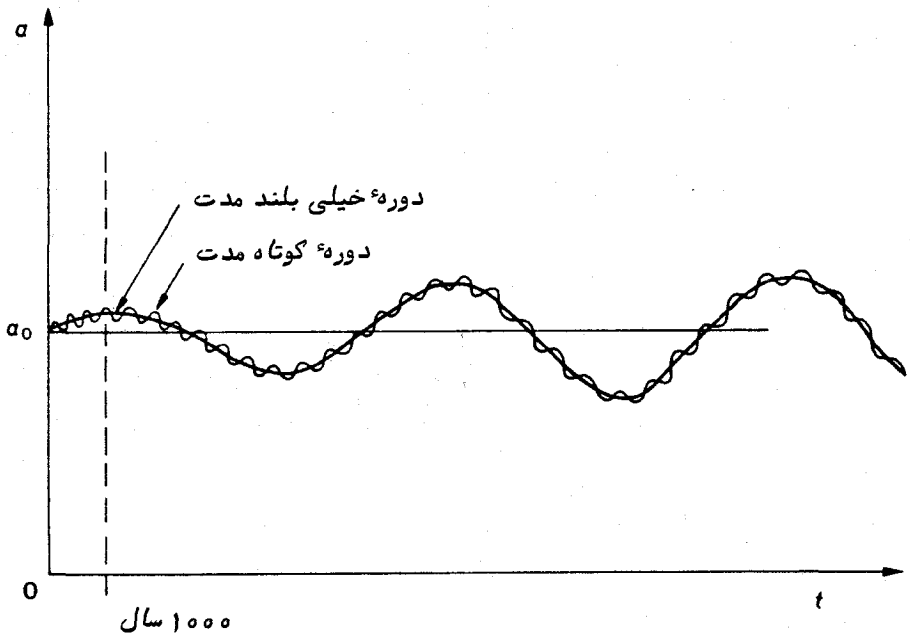
شکل ۱۳ - ۲ نحوه<sup>۱۳</sup> عملکرد شناسه<sup>۱۴</sup> قرین خورشید  $\omega$

باید یادآور شویم که در حقیقت به ازای تغییرات بلند دوره‌ای اجزای مداری سیارات دوره‌های کوتاه مدت و بلند مدت بسیاری وجود دارد .

عملکرد بلند دوره‌ای نصف محور بزرگ  $a$  که در شکل ۱۳ - ۳ ترسیم شده نشان می‌دهد چگونه یک نظریه<sup>۱۵</sup> تحلیلی که مدت زمان آن را به یک هزار سال محدود کرده‌ایم به سبب تلاش در پیش بینی بسیار دقیق مواضع سیارات ممکن است دوره‌های دیرپایی را به وجود آورد که در واقع ، دوره‌های مهم و عمده‌ای در سری هستند و نماینده<sup>۱۶</sup> سینوسها و کسینوسهای دوره<sup>۱۷</sup> خیلی بلند مدت می‌باشند . بدین ترتیب ، برای مثال ، داریم :

$$\sin at = at - \frac{\alpha^3 t^3}{6} + \frac{\alpha^5 t^5}{120} - \dots$$

گرچه جملات سمت راست این عبارت با زمان  $t$  زیاد می‌شود، اندازه<sup>۱۸</sup>  $\sin at$  راهیچ گاه خارج از گستره<sup>۱۹</sup> ۱- تا ۱+ نمی‌توان دید .



شکل ۱۳ - ۳ عملکرد بلند دوره‌ای نصف محور بزرگ ،  $a$

### ۱۳ - ۵ نظریاتی در باره اختلالات ویژه

روش دیگری که در مورد مسأله چند جسمی به کار می‌رود ، شیوه اختلالات ویژه است که بسیاری از محققین علم مکانیک سماوی قبل از پیدایش کامپیوترهای سریع العمل میلی به استفاده از آن نداشتند. این روش شامل محاسبه مرحله‌ای انتگرال عددی معادلات دیفرانسیلی حرکت اجسام است از مبدأ اولیه تا موضعی که مکان آن اجسام در آنجا مورد نظر بود. هر مرحله لزوماً شامل محاسبه مواضع و سرعت‌های آن اجسام در زمان  $t_2$  از روی مواضع، سرعت‌ها و نیروهای جاذبه متقابل آنها در زمان  $t_1$  است و  $(t_2 - t_1)$  فاصله زمانی اندکی است که بر حسب مسأله چندین ساعت یا چندین روز می‌باشد. مواضع جدید اجسام مقادیر جدیدی از نیروهای جاذبه متقابل را ارائه می‌کند بطوری که این محاسبات را می‌توان تا زمان جدیدی مثلاً  $t_3$  ادامه داد.

برتری قابل توجه این روش در این است که آن را می‌توان در مورد هر مسأله با هر تعداد جسم به کار برد. امروزه در علم مکانیک سماوی و علم حرکت اجسام متحرک در فضا ( علم مطالعه مسیر سفاین فضایی ، امار مصنوعی و سفاین بین سیاره‌ای ) از اختلالات ویژه در

هر نوع مسأله‌ای استفاده می‌شود ، خصوصا " چون بسیاری از مسائل جدید در حوزه‌هایی قرار می‌گیرند که نظریه‌های اختلال عمومی در آنجا وجود ندارد . بویژه در علم مطالعه حرکت اجسام متحرک در فضا باید در مدت کوتاهی به راه حل دست یافت و یک کامپیوتر سریع العمل که به نحوی مطلوب برنامه ریزی شده باشد جواب را ارائه می‌کند . مثلا " هنگامی که سفینه فضایی به دور ماه در گردش است ، مشکلات محاسبه سریع مدار آن سفینه در میدان گرانشی ، زمین - ماه ، را می‌توان به کمک یک کامپیوتر و با در نظر گرفتن هر انحراف و اختلال ویژه‌ای بسهولت رفع کرد .

عیب اصلی این روش این است که خیلی بندرت به فرمولهای عمومی منتهی می‌شود و علاوه گرچه هیچ محققى علاقه‌مند به این امر نیست ولی باید در تمام مراحل میانی مواضع اجسام را محاسبه کرد تا بتوان به وضعیت نهایی آنها دست یافت .

عیب دیگر این روش انباشته شدن خطای گرد کردن ارقام است . در خلال محاسبات عددی هر مرحله ، دفعات زیادی از جمع ، تفریق ، ضرب و تقسیم استفاده می‌شود . حاصل هر یک از آنها را گرد می‌کنند که این عمل ، مبنای به وجود آمدن خطاهاست . برای مثال اگر نتایج را تا ۴ رقم معنی دار حساب کنیم ، عدد  $1/2754$  به صورت  $1/275$  گرد می‌شود که پس از ضرب در عدد ۲ جواب به دست آمده  $2/550$  خواهد بود . در حالی که ، اگر ۵ رقم مذکور را نگه داریم و آن را در عدد ۲ ضرب کنیم جواب  $2/27508$  خواهد شد . حال اگر این عدد را به یک عدد چهار رقمی گرد کنیم ، حاصل  $2/551$  می‌شود . مقایسه این جواب با جواب قبلی ، اختلاف عدد ۱ در مرتبه چهارم را آشکار می‌سازد . بر این اساس ، در یک محاسبه طولانی که میلیونها عمل ریاضی در آن صورت می‌گیرد تعداد ارقام معنی‌دار بتدریج کاهش می‌یابد تا در انتهای محاسبه ، جوابی به دست خواهد آمد که هیچ قابلیت اعتباری ندارد .

با استفاده از روشهای اختلالات ویژه ، محاسبات بلند مدت زیادی درباره مواضع اجسام منظومه شمسی صورت گرفته است . بویژه افرادی مثل کوهن<sup>۱</sup> ، هوبارد<sup>۲</sup> و استروینتر<sup>۳</sup> مواضع پنج سیاره خارجی مشتری ، زحل ، اورانوس ، نپتون و پلوتون را برای مدتی بیش از یک میلیون سال محاسبه کرده‌اند . بررسیهای آنها نشان داد که مدار این سیارات حداقل برای آن مدت زمان ثابت و یکنواخت است . به نظر می‌رسد که مدارهای نپتون و پلوتون به یکدیگر

1- Cohen

2- Hubbard

3- Oesterwinter

محکم شده‌اند بطوری که هیچ یک از آن دو نمی‌تواند به دیگری نزدیک شود. مدارهای مشتری و زحل نیز به هم متصل است و دو صفحه مدار آنها طوری می‌چرخند که گویی با یک زاویه ثابت به یکدیگر چسبیده‌اند. البته اختلالات تناوبی در آنها صورت می‌گیرد که چرخه آن از چند سالی تا چند میلیون سال متغیر است.

در سالهای اخیر نه تنها از کامپیوتر در مطالعه اختلالات استفاده می‌شود بلکه با برنامه ریزیهای مناسب کامپیوتری، می‌توان آنها را در تهیه نظریات اختلال عمومی به کار برد. این اختلالات عمومی، نظریه‌های تحلیلی صرف می‌باشند. این اختلالات، موارد دستکاری شده جبری هستند که در گذشته سالهای زیادی از عمر محققین را به خود مشغول می‌کرد ولی اکنون با کامپیوتر فقط چند ساعت به طول می‌انجامد، به طوری که در حال حاضر مسائل بسیار پیچیده تر مکانیک سماوی راه‌ورد مطالعه قرار می‌دهند.

### ۱۳ - ۶ مطالعه حرکت اقمار مصنوعی زمینی

۱۳-۶-۱ نیروهای وارده بر اقمار مصنوعی

از روز چهارم اکتبر سال ۱۹۵۷ میلادی تا کنون چند صد قمر مصنوعی در مدار زمین قرار داده شده است. دیدیم (در قسمت ۱۲-۳) که نیوتن ثابت کرده بود که اگر یک پرتابه با سرعتی مناسب به خارج از جو زمین پرتاب شود، تبدیل به قمر زمینی خواهد شد. اما در خلال جنگ جهانی دوم و بعد از آن بود که گسترش و توسعه موشک، وسیله‌ای به وجود آورد تا بتوانند برای قرار دادن این اقمار و ابزارهای موجود در آن در مدارشان به سرعت مورد نیاز دست پیدا کنند.

اقمار مصنوعی دستخوش قوانین حرکت نیوتن و قانون گرانشی وی می‌باشند و معمولاً تا حد زیادی از قوانین کپلر پیروی می‌کنند. اگر زمین یک جرم نقطه‌ای بود و هیچ نیروی دیگری بر قمر وارد نمی‌شد، دقیقاً "از قوانین کپلر پیروی می‌کرد و تا ابد در مدار خود باقی می‌ماند. اما نیروهای زیادی بر قمر مصنوعی وارد می‌شود که از میان همه آنها موارد زیر را می‌توان ذکر کرد:

۱- میدان گرانشی زمین

۲- میدانهای گرانشی خورشید، ماه و سیارات

۳- جو زمین

۴- فشار تشعشعی خورشید

در هر یک از موارد بالا، تغییرات مداری ناشی از خورشید، ماه و سیارات بسیار اندک



است به طوری که از آنها می‌توان صرف نظر کرد. تنها در مورد آن دسته از مدار قمرهای مصنوعی که باعث می‌شوند قمر چندین هزار کیلومتر از زمین فاصله بگیرد، باید تأثیر ماه را در نظر گرفت، گرچه مقدار آن باز هم ناچیز است.

فشار تشعشعی خورشید بر روی قمری که اندازه‌اش بزرگ (مثلاً "یک قمر بالون‌دار) ولی جرم آن کوچک است، می‌تواند در طول ماههای متعدد سبب تغییرات زیادی در مدار آن شود. در مورد سایر اقمار تغییرات مداری آنها در نتیجه فشار تشعشعی خورشید قابل اغماض است مگر این که دقت زیادی درباره موضع مداری آنها لازم باشد.

بنابراین دو علت اساسی تغییر در مدار یک قمر عبارتند از انحراف شکل زمین از حالت کره کامل و کشش ناشی از جو زمین بر روی اقمار که در ارتفاع کم تحت تأثیر آن قرار می‌گیرند. در این جا هر دو علت را بررسی می‌کنیم.

### ۱۳-۶-۲ تأثیر شکل زمین بر مدار یک قمر

زمین یک کره کامل نیست. حتی در روزهای قبل از ارسال اقمار مصنوعی به فضا معلوم بود که قطر زمین، از یک قطب تا قطب دیگر آن حدود ۴۳ کیلومتر کمتر از قطر استوایی آن است. نیوتن این برآمدگی ماده را در استوا، نتیجه چرخش سریع زمین می‌دانست. بدین ترتیب انحراف شکل زمین از حالت کره، از نظر گرانشی مثل یک نیروی مختل‌کننده قمر است. در واقع این نیرو بر خود ماه وارد می‌شود و باعث ایجاد اختلال در مدار آن می‌شود.

بسیاری از اقمار مصنوعی به حدی به زمین نزدیک هستند که سایر انحرافات شکل زمین از حالت کره، باعث تغییرات قابل مشاهده‌ای در مدار این قمرها می‌شود. با پیش بینی نوع تغییرات مداری ناشی از انحرافات ویژه و مشاهده آنها در فرصتهای بعدی، آگاهی ما از شکل زمین - نامی که بر این موضوع گذاشته‌اند - بسیار زیاد شده است. مثلاً پی برده‌اند که استوا بیضوی است نه دایره‌ای و اختلاف بین بیشترین و کمترین قطر آن حدود نیم کیلومتر می‌باشد. نیمکره شمالی اندکی از نیمکره جنوبی قطورتر است و به همین جهت یک شکل گلابی مانند به سیاره ما می‌دهد. مرتبه بزرگی این اختلاف فقط حدود ۲۰ متر است. سایر خصوصیات شکل زمین، حتی خصوصیات جزئی تر آن، مورد اندازه‌گیری قرار گرفته‌اند.

تأثیرات ناشی از این دلایل بر مدار یک قمر به بهترین نحو با تغییراتی که در اجزای مداری رخ می‌دهد قابل تشریح است. نصف قطر بزرگ، خروج از مرکز و میل صفحه مداری فقط دارای تغییرات تناوبی هستند و این بدان معنی است که انحراف شکل زمین از یک کره، اثرات جدی بر قمر نمی‌گذارد. یعنی در حال چرخش خود نه به جو زمین وارد می‌شود تا در آنجا بسوزد و نه تا بی نهایت از آن دور می‌شود تا در فضای بین سیارات ناپدید گردد.

سه عنصر دیگر ، زاویه بعد گره صعودی ( چون استوا مناسبترین صفحه بنیانی برای یک قمر مصنوعی زمینی محسوب می شود ) ، شناسه حضيض ( که باز هم در امتداد صفحه مداري از گره صعودی تا نقطه‌ای در روی مدار سنجیده می شود که تاجسم مرکزی - یعنی زمین - کمترین فاصله را دارد ) و زمان عبور شناسه حضيض می باشند ، که این سه عنصر علاوه بر تغییرات تناوبی دارای تغییرات دیر پا نیز هستند .

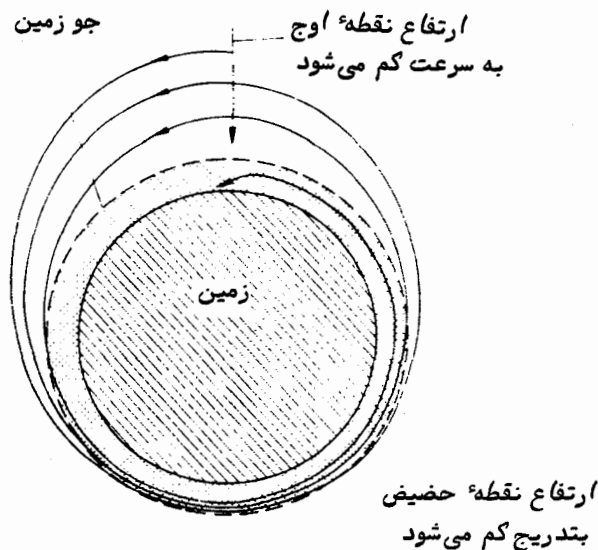
از این رو ، گره صعودی به آرامی در جهت معکوس پیش می رود و مقدار آن برای اقمار معمولی چند درجه در روز است ، بطوری که بر خلاف دوره تناوب گردش قمر به دور زمین که یک یا دو ساعت به طول می انجامد یک دور چرخش صفحه مداري چندین ماه طول می کشد . به علاوه معلوم شده که اگر زاویه میل کمتر از  $۲۶'$  ،  $۶۳^\circ$  باشد مدار در جهتی که قمر در آن حرکت می کند می چرخد و در صورتی که زاویه میل بیشتر از  $۲۶'$  ،  $۶۳^\circ$  باشد در داخل صفحه مداري به آرامی در جهت معکوس خواهد چرخید .

چون یک شبکه جهانی از ایستگاههای ردگیری ، پیوسته به ردیابی بسیاری از اقمار مشغول است ، این تغییرات دیرپای را که از انحراف زمین از حالت کره ناشی می شود ، به دقت می توان اندازه گرفت . بدین ترتیب ، می توان با فرمولهایی که این تغییرات را با پارامترهای تشریح کننده شکل زمین مربوط می سازند ، نحوه تشریح ریاضی شکل آن سیاره را مورد ارزیابی قرار داد .

### ۱۳-۶-۳ تأثیر جو زمین بر روی مدار یک قمر

اگر هر قسمت از مدار یک قمر در داخل جو زمین واقع شود ، نیرویی کششی بر روی آن به وجود می آید که تابعی از سطح مقطع قمر ، سرعت آن و چگالی هواست . حتی در فاصله ۲۵۰ کیلومتری که چگالی هوا از خلاء کامل به دست آمده در آزمایشگاه نیز کمتر است ، این نیروی کشش به اندازه‌ای می باشد که قمر مذکور را به آرامی به لایه‌های عمیقتر و متراکمتر جو می کشاند . پس از آن بر سرعت این فرآیند افزوده می شود تا جایی که قمر به سرعت انرژی خود ( جنبشی و پتانسیل ) را از دست می دهد و در هوای متراکم مثل یک شهاب می سوزد ، سیر تدریجی یک مدار نمونه را در شکل ۱۳-۴ می بینید .

واضح است که ارتفاع نقطه اوج خیلی سریعتر از ارتفاع نقطه حضيض کم می شود . در واقع ، تغییرات اوج ممکن است صدها کیلومتر باشد در حالی که تغییرات نقطه حضيض به ده کیلومتر نمی رسد . به این دلیل که سرعت یک قمر در یک مدار بیضوی هنگامی که بیشترین مقدار خود می رسد که آن قمر به سیاره اولیهاش کاملاً " نزدیک باشد و چون کشش با مجذور سرعت متناسب است ، بیشترین تغییرات مداري در یک گردش در نقطه حضيض یا حوالی آن



شکل ۱۳-۴ سیر تدریجی مدار یک قمر به سبب نیروی کشش جوی

صورت می‌گیرد. این فرآیند همراه با ارتفاع تقریباً " ثابت نقطه حضیض در مدار یک قمر، فرصتی است برای اندازه‌گیری و تنظیم چگالی هوا در یک ارتفاع معین در مدت چندین ماه. بنابراین، چند صد قمر که با ارتفاعهای متفاوتی نسبت به نقطه حضیض در حال چرخشند، برای کسب اطلاعاتی راجع به میزان تغییر چگالی هوا در ارتفاع بالای سطح زمین بسیار مناسب هستند. تغییرات روزانه، فصلی و تغییراتی را که از روابط پیچیده خورشید و زمین پدید می‌آیند نیز می‌توان بدین طریق مورد مطالعه قرار داد.

خوشبختانه، تغییرات مداری ناشی از کشش هوا از نظر ماهیت با آنهایی که به سبب انحراف شکل زمین از حالت یک کره پدید می‌آیند تفاوت دارد.

میل و زاویه بعد کره صعودی دست نخورده می‌ماند و شناسه حضیض و زمان عبور حضیض دارای تغییرات تناوبی است. همچنان که در بالا دیدیم نصف محور بزرگ و خروج از مرکز نه تنها تغییر تناوبی دارد بلکه به صورت دیر پا نیز کاهش می‌یابد. بهترین نحوه به دست آوردن میزان کاهش مقدار نصف محور بزرگ،  $a$ ، اندازه‌گیری میزان کاهش دوره تناوب گردش قمر،  $T$ ، می‌باشد.

طبق معادله (۱۲-۳۱) داریم:

$$T = 2\pi \left( \frac{a^3}{\mu} \right)^{1/2}$$

که در این مورد  $\mu = GM$  است، در حالی که  $M$  جرم زمین می باشد.

بدین ترتیب با داشتن مقدار  $T$  مقدار  $a$  به دست می آید.

فرمولهایی وجود دارد که نیروی کشش را به میزان تغییر نصف محور بزرگ ارتباط می دهد و با آگاهی از سرعت قمر، اندازه و جرم آن، می توان با محاسباتی چگالی هوا را تعیین کرد.

### ۱۳ - ۷ اقمار ساکن و بی حرکت

مناسبترین مداری که برای یک قمر مصنوعی می توان در نظر گرفت، یک مدار دایره ای در ارتفاعی حدود ۳۵۰۰۰ کیلومتر از سطح زمین است.

هر مدار دارای دوره تناوب گردش  $T$ ، مربوط به خود است که از معادله (۱۲ - ۳۰) به دست می آید. برای یک مدار دایره ای در ارتفاع تقریبی ۳۵۰۰۰ کیلومتری، این دوره تناوب ۲۳ ساعت و ۵۶ دقیقه است یا به عبارت دیگر، برابر یک روز نجومی می باشد. بنابراین یک قمر مصنوعی که در مداری استوایی دایره ای در چنین ارتفاعی قرار دارد، در بالای نقطه معینی از استوای زمین باقی خواهد ماند. از این قبیل اقمار ساکن و بی حرکت در امور مخابراتی و پخش امواج رادیویی و تلویزیونی برای قسمت وسیعی از زمین استفاده می شود.

### ۱۳ - ۸ مدارهای انتقال بین سیاره ای

۱۳-۸-۱ مقدمه

انتخاب مدار برای اکثر سفاین بین سیاره ای را تا اینجا از طریق مفاهیمی که در این فصل و فصل قبلی آمده، دریافتیم. در مقوله ای که در زیر می آید مدارهای سیارات را دایره ای و هم صفحه فرض کرده ایم و مثل بسیاری از مسائل علمی و فنی، از ساده ترین موارد آغاز می کنیم و بتدریج به مشکلترین آنها می پردازیم.

در موشکهای شیمیایی زمان سوختن کوتاه است و حداکثر چند دقیقه می باشد. بنابراین در مدت سوختن می توان تصور کرد که تغییر موقعیت موشک، تغییر سرعت است. در واقع، سوختن را برای تغییر مدار در نظر گرفته اند و این کار با تعویض و تغییر سرعت صورت می گیرد. یکی از پیشگامان مطالعه مدارهای بین سیاره ای که طی آن وسایلی را از زمین به سایر سیارات می توانستند بفرستند، هوهمن<sup>۱</sup> در دهه ۱۹۲۰ میلادی بود. وی نشان داد که نمونه

خاصی از مدار در مصرف سوخت موشک مقرون به صرفه است. ما با مطالعه وضعیت‌های که در قسمت بعد ذکر می‌شود به اهمیت گفته‌های وی پی می‌بریم.

۱۳-۸-۲ انتقال مدارهای دایره‌ای و هم‌صفحه اطراف خورشید به یکدیگر

در شکل ۱۳-۵ دو مدار دایره‌ای و هم‌صفحه داریم که شعاع‌های آنها  $a_1$  و  $a_2$  واحد نجومی (AU) است.

انرژی  $C_1$  را که مربوط به ذره‌ای در یک مدار به شعاع  $a_1$  است در نظر بگیرید. با استفاده از معادله (۱۲-۲۰) مقدار آن را به دست آورده‌ایم که چنین می‌باشد:

$$\frac{1}{2}V_1^2 - \frac{\mu}{a_1} = C_1,$$

که در این معادله  $V_1$  سرعت موجود در مدار است. طبق معادله (۱۲-۳۰) داریم:

$$V_1^2 = \frac{\mu}{a_1}.$$

پس:

$$C_1 = -\frac{\mu}{2a_1}.$$

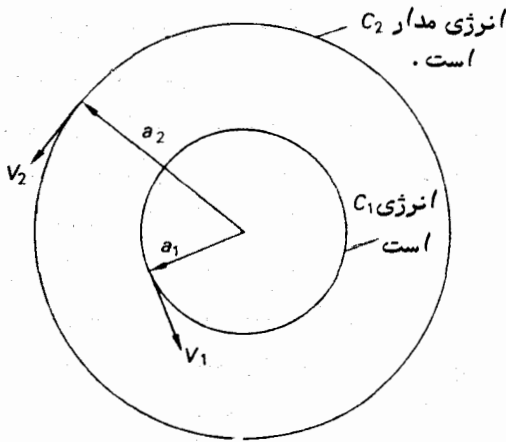
به همین ترتیب، انرژی  $C_2$  در مداری که شعاع آن  $a_2$  است به دست می‌آید:

$$C_2 = -\frac{\mu}{2a_2}.$$

چون  $a_2 > a_1$  است پس  $C_1 < C_2$  می‌باشد. به عبارت دیگر، تغییر مدار، تغییری در انرژی خواهد بود. این تغییر انرژی توسط موتور موشک پدید می‌آید.

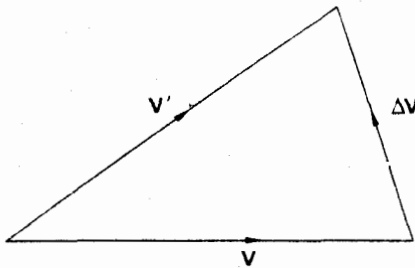
با افزودن مقدار  $\Delta V$  بر سرعت موشک مقدار انرژی جنبشی و در نتیجه کل انرژی آن تغییر می‌یابد. هوهمن این موضوع را که چگونه می‌توان این امر را به نحو مؤثری انجام داد، مورد مطالعه خود قرار داد.

انرژی جنبشی در معادله (۱۲-۲۰)، جمله  $\frac{1}{2}V^2$  است. در شکل ۱۳-۶ می‌بینیم که سرعت اولیه  $V$  است. سرعت فزاینده  $\Delta V$  را آن گونه که در شکل ۱۳-۶ می‌بینیم می‌توان به طریقی اعمال کرد که تنها جهت سرعت وسیله تغییر کند (از  $V$  به  $V'$ ) نه مقدار آن ( $V' = V$ ). در این صورت انرژی جنبشی جدید  $\frac{1}{2}V'^2$  همان مقدار انرژی جنبشی



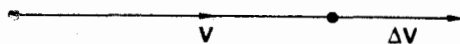
شکل ۳-۵ تشریح دو مدار هم صفحه

قبل از سوختن خواهد بود و هیچ تغییری در انرژی کل پدید نخواهد آمد .



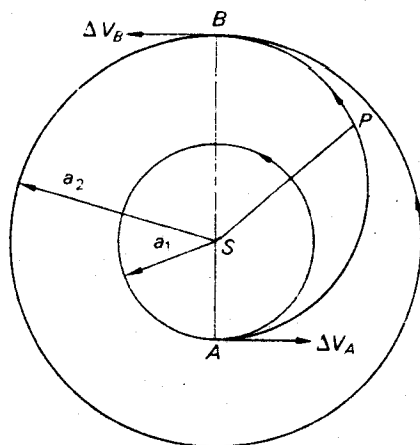
شکل ۳-۶ تغییر فزاینده  $\Delta v$  در سرعت  $v$

از سویی دیگر ، اگر افزایش  $\Delta v$  مثل شکل ۳-۷ در امتداد بردار سرعت لحظه‌ای  $v$  ، اعمال شود در این صورت حداکثر افزایش انرژی جنبشی به ازای مرحله معینی از سوختن به دست می‌آید یعنی اثر کامل  $\Delta v$  به  $v$  اضافه می‌شود . معلوم است که چنانچه خواهیم از انرژی جنبشی بکاهیم ، افزایش سرعت  $\Delta v$  در جهت معکوس  $v$  اعمال خواهد شد .



شکل ۳-۷ تغییر فزاینده‌ای در سرعت در امتداد جهت سرعت اولیه

هوهمن نشان داد که با صرفه‌ترین مدار انتقال بین مدارهای دایره‌ای و هم‌صفحه ، در عمل یک مدار بیضوی است که به ترتیب در نقاط قرین خورشیدی و بعید خورشیدی به صورت کتانزانت مدار داخلی و خارجی است . این مدار در شکل ۱۳ - ۸ به صورت بیضی  $APB$  نشان داده شده است و تنها نیمی از مدار انتقال به کار می‌رود . در نقطه  $A$  موتور موشک روشن می‌شود تا سبب افزایش سرعت  $\Delta V_A$  در آن شود . این سرعت به صورت مماسی برای قراردادن موشک در مدار انتقال به کار می‌رود . موشک ، نیمه ، دیگر بیضی  $APB$  را طی می‌کند و به نقطه  $B$  در بعید خورشیدی می‌رسد . اگر تغییر دیگری در میزان انرژی صورت نگیرد ، موشک مذکور نیمه ، مشابه بیضی  $APB$  را طی می‌کند و در نتیجه به نقطه  $A$  باز خواهد گشت . بنابراین ضربه ، دیگری لازم است تا باعث افزایش سرعت دیگری مثل  $\Delta V_B$  شود . این عمل مجدداً " با روشن کردن موتور موشک در حالت مماس بر آن صورت می‌گیرد و سبب می‌شود تا موشک به مدار دایره‌ای خارجی با شعاع  $a_2$  واحد نجومی داخل شود .



شکل ۱۳ - ۸ یک مدار انتقال هوهمن ،  $APB$  ، بین دو مدار دایره‌ای و هم‌صفحه

این چنین مدارهای انتقال را با نام مدارهای انتقال کتانزانتی دو ضربه‌ای هوهمن که کمترین انرژی را مصرف می‌کنند می‌شناسند .

اکنون نشان می‌دهیم چگونه پارامترهای گوناگونی را که با مسأله انتقال مربوط هستند محاسبه می‌کنیم .

الف - نصف محور بزرگ ،  $\alpha$  ، مدار انتقال .

$$AB = 2\alpha = a_1 + a_2.$$

در شکل ۱۳ - ۸ می‌توان دید که :

پس :

$$\alpha = \frac{a_1 + a_2}{2} \quad (1-13)$$

ب - خروج از مرکز ،  $e$  ، مدار انتقال .

$$SA = a_1 = \alpha(1 - e)$$

$$SB = a_2 = \alpha(1 + e).$$

پس :

$$e = \frac{a_2 - a_1}{a_2 + a_1} \quad (2-13)$$

ج - زمان انتقال  $\tau$  که در مدار انتقال سپری شده است .

این پارامتر ، فاصله زمانی است که صرف گذشتن از نقطه  $A$  به  $B$  شده است و مقدار آن باید نصف دوره تناوب گردش  $T$  در مدار انتقال باشد . پس طبق معادله  $(12-31)$  داریم :

$$\tau = \frac{T}{2} = \pi \left( \frac{\alpha^3}{\mu} \right)^{1/2}$$

یا طبق معادله  $(13-1)$  :

$$\tau = \pi \left( \frac{(a_1 + a_2)^3}{8GM} \right)^{1/2} \quad (3-13)$$

چون جرم موشک نسبت به جرم جسم مرکزی ناچیز است .

چنانچه فاصله بر حسب واحد نجومی ، زمان به سال و واحد جرم بر حسب جرم خورشید باشد ، طبق قسمت ۱۲ - ۷ کتاب ،  $GM = 4\pi^2$  خواهد بود . بنابراین می توانیم بنویسیم :

$$\tau = \left( \frac{(a_1 + a_2)^3}{32} \right)^{1/2} \quad (4-13)$$

د - مقادیر افزایش سرعت  $\Delta V_A$  و  $\Delta V_B$  .

در نقطه  $A$  ، افزایش سرعت مورد نیاز ،  $\Delta V_A$  ، تفاوت بین سرعت دایره ای  $V_{c1}$  در مدار داخلی و سرعت قرین خورشیدی  $V_p$  در مدار انتقال است . پس :

$$\Delta V_A = V_p - V_{c1}.$$



طبق معادلات (۱۲-۲۶) و (۱۲-۳۰) به ترتیب می‌توانیم بنویسیم:

$$\Delta V_A = \left[ \frac{\mu}{\alpha} \left( \frac{1+e}{1-e} \right) \right]^{1/2} - \left( \frac{\mu}{a_1} \right)^{1/2}$$

$$= \left( \frac{\mu}{\alpha_1} \right)^{1/2} [(1+e)^{1/2} - 1].$$

آنگاه با استفاده از معادله (۱۳-۲) داریم:

$$\Delta V_A = \left( \frac{\mu}{a_1} \right)^{1/2} \left[ \left( \frac{2a_2}{a_1+a_2} \right)^{1/2} - 1 \right]. \quad (5-13)$$

در نقطه  $B$  افزایش سرعت مورد نیاز،  $\Delta V_B$ ، تفاوت بین سرعت دایره‌ای  $V_{c2}$  در مدار خارجی و سرعت بعید خورشیدی  $V_A$  در مدار انتقال است. پس  $\Delta V_B = V_{c2} - V_A$  است چون  $V_{c2} > V_A$  می‌باشد. پس از ادامه محاسبات به روش بالا، چنین به دست می‌آید:

$$\Delta V_B = \left( \frac{\mu}{a_2} \right)^{1/2} \left[ 1 - \left( \frac{2a_1}{a_1+a_2} \right)^{1/2} \right]. \quad (6-13)$$

### ۱۳-۸-۳ انتقال بین ذرات متحرک در مدارهای دایره‌ای و هم‌صفحه

در اولین تلاش برای ارسال محموله‌هایی از ابزار و وسایل علمی و فنی از زمین به زهره و مریخ مدارهای انتقال تا حد زیادی به مدارهای هوهمن شباهت داشت، فقط به اولین ضربه احتیاج بود زیرا نیازی نبود که آن بار را به درون مدارهای زهره یا مریخ وارد کنند. به غیر از آن تفاوت، عامل بسیار مهمی وجود داشت که در قسمت ۱۳-۸-۲ از آن‌ذکری به میان نیامد.

در آن مسأله، سوخت اول را در هر زمانی می‌توانستیم انجام دهیم. اما در مسأله حاضر باید جدولی تهیه شود که لزوماً "هرگاه موشک به نقطه بعید خورشیدی در مدار انتقال می‌رسد ذره‌ای که در مدار دایره‌ای خارجی می‌چرخد نیز در آنجا حضور داشته باشد. این مسأله که اغلب به نام مسأله الحاق معروف است بدین طریق مطرح می‌شود که نقطه عزیمت و نقطه ورود در مدارهای عزیمت و مقصد دارای حرکات مداری خودشان هستند. وقتی که

سوختن مدار انتقالی آغاز می‌شود، جسم مدار دوم اندکی از نقطه‌ای که قرار است در آنجا از مدار انتقال عبور کند، عقبتر است. در طی مدت زمانی که عمل انتقال صورت می‌گیرد، آن جسم در مدار خود پیش روی می‌کند و در زمان صحیح در نقطه عبور حاضر می‌باشد.

فرض کنید دو ذره  $P_1$  و  $P_2$  در مدارهایی هم‌صفحه به شعاعهای  $a_1$  و  $a_2$  به دور جسمی با جرم  $M$  می‌چرخند. فرض کنید طولهای آن دو، در زمان  $T_0$  نسبت به یک جهت مرجع مثل  $\tau$  به ترتیب  $l_{10}$  و  $l_{20}$  باشد. مساله به دست آوردن موقعیت زمانی است که یک موشک ذره  $P_1$  را ترک کند و طی بیضی کتانزانتی هوهمن به ذره  $P_2$  برسد.

سرعتهای زاویه‌ای دو ذره،  $n_1$  و  $n_2$  است که از رابطه‌های زیر به دست می‌آیند:

$$n_1 = \left(\frac{GM}{a_1^3}\right)^{1/2} \quad n_2 = \left(\frac{GM}{a_2^3}\right)^{1/2} \quad (7-13)$$

چون:

$$n = \frac{2\pi}{T} \quad \text{and} \quad T = 2\pi \left(\frac{a^3}{GM}\right)^{1/2}$$

بنابراین طول ذرات در زمان  $t$  برابر خواهد بود با:

$$l_1 = l_{10} + n_1(t - t_0), \quad (8-13)$$

$$l_2 = l_{20} + n_2(t - t_0). \quad (9-13)$$

زمانی که موشک در مدار انتقال سپری می‌کند باید مدت زمانی باشد که ذره  $P_2$  برای رسیدن به نقطه تماس دو مدار انتقال و مقصد طی می‌کند. بنابراین این نقطه، مثلاً "C"، زمانی که موشک ذره  $P_1$  را در نقطه "A" ترک می‌کند، جلوتر از موضع  $P_2$  که "B" است قرار می‌گیرد (شکل ۱۳-۹ را ملاحظه کنید).

حال اگر  $\theta = \angle BSC$  باشد، زمان انتقال  $\tau$  برابر خواهد بود با:

$$\tau = \frac{\theta}{n_2}. \quad (10-13)$$

اما طبق معادله (۱۳-۳):

$$\tau = \pi \left(\frac{(a_1 + a_2)^3}{8GM}\right)^{1/2},$$

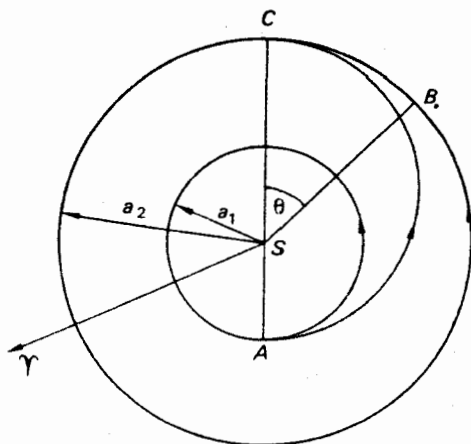
به طوری که داریم :

$$\theta = \pi n_2 \left( \frac{(a_1 + a_2)^3}{8GM} \right)^{1/2} \quad (11-13)$$

حال طول  $P_1$  وقتی که موشک آن جسم را ترک می‌کند  $\pi$  رادیان کمتر از طول  $P_2$  است هنگامی که موشک به آنجا می‌رسد. بنابراین طول ذرات در زمان عزیمت موشک باید به اندازه  $(\pi - \theta)$  رادیان یا  $L_{12}$  اختلاف داشته باشد که این مقدار طبق معادله  $(13-7)$  برابر است با :

$$L_{12} = \pi \left[ 1 - n_2 \left( \frac{(a_1 + a_2)^3}{8GM} \right)^{1/2} \right] = \pi \left[ 1 - \left( \frac{1 + a_1/a_2}{2} \right)^{3/2} \right], \quad (12-13)$$

بدین ترتیب مقدار  $L_{12}$  به دست می‌آید.



شکل ۱۳ - ۹ مسأله الحاق -

جسم مقصد (در مدار خارج) باید هنگامی که موشک، جسم داخلی را از نقطه A ترک می‌کند در نقطه B قرار داشته باشد تا با یکدیگر به نقطه C برسند.

اما طبق معادله‌های  $(13-8)$  و  $(13-9)$  تفاوت طولهای  $P_1$  و  $P_2$  در هر زمان به طریق زیر به دست می‌آید :

$$l_2 - l_1 = l_{20} - l_{10} + (n_2 - n_1)(t - t_0). \quad (13-13)$$

اگر مقدار  $L_{12}$  را در عبارت سمت چپ معادله  $(13-13)$  قرار دهیم، زمان  $t$  را

می‌توان محاسبه کرد. در واقع، برای این که معادله جواب قابل قبول بدهد، مقادیر مختلفی از  $t$  چه مثبت و چه منفی به دست می‌آید. از این جوابها، مبداهای آیتده‌رامی‌توان اتخاذ کرد (جداول منسوخ کاربرد زیادی ندارند!) که در آنها موشک می‌تواند یک مدار انتقالی کتانژانتی‌را از  $P_1$  به  $P_2$  آغاز کند. معلوم است که این مبداهای را با فاصله زمانی جدا می‌کنند که این فاصله، دوره تناوب هلالی یک ذره نسبت به ذره دیگر است؛ زیرا این فاصله، مدت زمانی است که بین وضعیتهای مشابه پی در پی ذرات و جرم مرکزی سپری می‌شود.

برای بازگشت موشک از  $P_2$  به  $P_1$  همان مدت زمان باید بین وضعیتهای مطلوب پی در پی سپری شود تا موشک به درون یک بیضی کتانژانتی داخل شود. زمان انتقال یعنی  $\tau$  مشابه زمان سفر به مدار خارجی است و زاویه  $\theta'$  را که زاویه بین شعاع حامل  $P_1$  وقتی که موشک عزیمت می‌کند و شعاع حامل نقطه ورودی به مدار  $P_1$  می‌باشد، باید از رابطه زیر به دست آورد:

$$\theta' = n_1 \tau.$$

بدین ترتیب برای تشکیل وضعیت مطلوب اجسام، اختلاف موجود در طولهای  $P_1$  و  $P_2$  باید برابر  $L'_{P_1}$  باشد که از فرمول زیر محاسبه می‌شود:

$$L'_{21} = \pi \left[ n_1 \left( \frac{(a_1 + a_2)^3}{8GM} \right)^{1/2} - 1 \right] = \pi \left[ \left( \frac{1 + a_2/a_1}{2} \right)^{3/2} - 1 \right]. \quad (14-13)$$

می‌توان از معادله (14-13) به همراه معادله (13-13) در محاسبه مبداهای موجود برای سفر بازگشت استفاده کرد. فاصله زمان انتظار،  $t_w$ ، بین زمان ورود به نقطه C (شکل 13-9 را ملاحظه کنید) و اولین زمان موجود برای عزیمت از  $P_1$  را می‌توان بدین ترتیب به دست آورد و آن را به  $2\tau$  افزود تا زمان رفت و برگشت یا زمان مأموریت،  $t_M$ ، مشخص شود. پس:

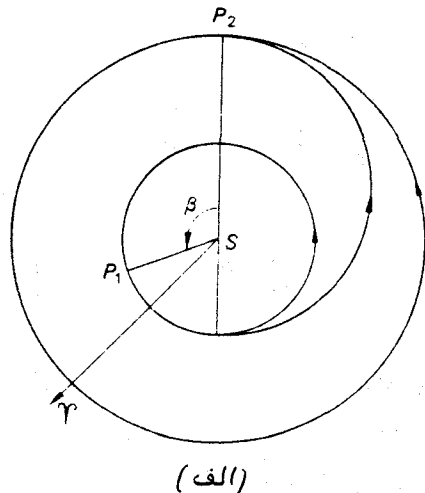
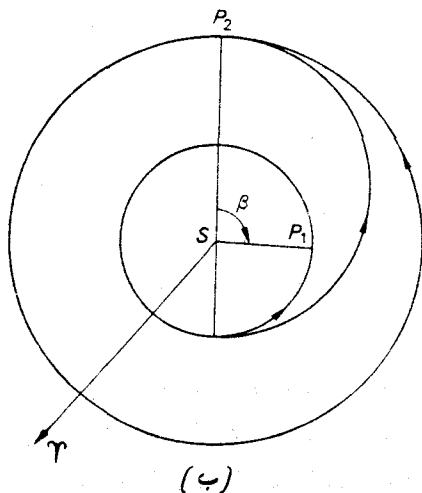
$$t_M = 2\tau + t_w. \quad (15-13)$$

از طریق تقارن می‌توان حداقل زمان انتظار،  $t_w$ ، را بسادگی به دست آورد. در حالت الف شکل 13-10، چنانچه عمل انتقال از  $P_1$  به  $P_2$  پایان یافته و  $P_1$  به اندازه  $\beta$  رادیان از  $P_2$  جلوتر باشد، اولین موقعیت موجود برای انتقال معکوس از  $P_2$  به  $P_1$  هنگامی آغاز می‌شود که  $P_1$  به اندازه  $\beta$  رادیان از  $P_2$  عقب باشد. پس اگر  $S$  دوره تناوب هلالی این دو ذره باشد، داریم:

$$t_w = \left( \frac{2\pi - 2\beta}{2\pi} \right) S = \frac{2\pi - 2\beta}{n_1 - n_2} \quad (13-16)$$

به همین ترتیب در حالت ب شکل ۱۳ - ۱۰ چنانچه عمل انتقال به بیرون ( $P_1$  به  $P_2$ ) در همین لحظه خاتمه یافته و  $P_1$  به اندازه  $\beta$  رادیان از  $P_2$  عقبتر باشد، اولین موقعیت برای بازگشت از  $P_2$  به  $P_1$  را می‌توان هنگامی آغاز کرد که  $P_1$  به نقطه‌ای رسیده باشد که  $P_2$  رادیان از  $P_1$  جلوتر است. در این مورد:

$$t_w = \frac{2\beta}{2\pi} S = \frac{2\beta}{n_1 - n_2} \quad (13-17)$$



شکل ۱۳ - ۱۰ انتقال و بازگشت از یک مدار به مداری دیگر که مفهوم عبارت "زمان انتظار" در آن نشان داده شده است.

برای محاسبه مقدار  $\beta$  می‌بینیم که طبق معادله‌های (۱۳ - ۸) و (۱۳ - ۹) داریم:

$$l_1 - l_2 = (l_{10} - l_{20}) + (n_1 - n_2)(t - t_0).$$

فرض کنید  $l_{10}$  و  $l_{20}$  طول ذرات در زمان آغاز انتقال،  $t_0$ ،  $l_1$ ،  $l_2$  طول آنها در زمان ورود  $t$  باشد، در این صورت (شکل ۱۳ - ۹ را ملاحظه کنید) خواهیم داشت:

$$t - t_0 = \tau; \quad l_{10} - l_{20} = \theta - \pi = n_2 \tau - \pi,$$

که نتیجه آن به قرار زیر است:

$$l_1 - l_2 = n_1 \tau - \pi.$$

پس از آن،  $\beta$  به دست می‌آید:

$$n_1 \tau - \pi = 2\pi k + \beta, \quad (13-18)$$

در حالی که،  $\pi \leq \beta \leq \pi -$  است و  $k$  یک عدد صحیح مثبت یا صفر می‌باشد. چنانچه  $\beta$  مثبت باشد، معادله (۱۳-۱۶) مقدار  $t_w$  را تعیین می‌کند. چنانچه  $\beta$  منفی باشد، معادله (۱۳-۱۷) جواب  $t_w$  را ارائه خواهد کرد. هنگامی که فرمولهای این قسمت و قسمت قبل را برای حرکت در مدارهای هومرن بین زمین و سایر سیارات به کار می‌بریم، جدول کاملاً مفیدی را می‌توان تهیه کرد (جدول ۱۳-۱ را ملاحظه کنید).

جدول ۱۳-۱ انتقال از زمین به سایر سیارات با مدار هومرن

نام سیاره	زمان انتقال $\tau$ (سال)	حداقل زمان انتظار $t_w$ (سال)	کل زمان مأموریت $t_M = t\tau + t_w$ (سال)	خروج از مرکز مدار انتقال
عطارد	۰/۲۸۹	۰/۱۸۳	۰/۷۶	۰/۴۴
زهره	۰/۴۰۰	۱/۲۷۸	۲/۰۸	۰/۱۶
مریخ	۰/۷۰۹	۱/۲۴۲	۲/۶۶	۰/۲۱
مشتری	۲/۷۳۱	۰/۵۸۸	۶/۰۵	۰/۶۸
زحل	۶/۰۴۸	۰/۹۳۶	۱۳/۰۳	۰/۸۱
اورانوس	۱۶/۰۴	۰/۹۳۲	۳۳/۰۱	۰/۹۱
نپتون	۳۰/۶۲	۰/۷۶۶	۶۲/۰۱	۰/۹۴
پلوتون	۴۵/۴۷	۰/۰۶۱	۹۱/۰۰	۰/۹۵

زمان مأموریت سفرهای رفت و برگشتی به سیارات زهره، مریخ و عطارد برای سفرهای فضایی بدون سرنشین و حتی با سرنشین نیز در نظر گرفته شده و حقیقت قابل توجهی که به دست آمده این که زمان عطارد تنها یک سوم زمان زهره و یک چهارم زمان مأموریت مریخ است.

عامل مهمی که در این موارد وجود دارد زمانهای انتظار طولانی در مریخ و زهره است قبل از آن که سفر بازگشت آغاز شود. کاهش این زمانهای انتظار طولانی که با استفاده از مدارهای انتقال غیر از مدارهای حداقل انرژی مصرفی هوهمن، صورت می‌گیرد در فهرست عواملی که در برنامه ریزی این گونه سفرها دخالت دارند دارای تقدم زیادی است.

در مورد سیارات خارجی، حتی انتقالات یک طرفه به سوی مدار خارجی متضمن زمان زیادی است که این زمان نه تنها در سفرهای سرنشین دار طولانی می‌باشد بلکه تقریباً " برای وسایل و ابزارها نیز طولانی است و عمر دستگاهها کفاف آن را نمی‌دهد. البته، تجسس در مورد این سیارات به وسیله سفاین بین سیاره‌ای به این علت امکان پذیر است که وضعیت مطلوب سیارات خارجی در فاصله زمانی بین سالهای ۱۹۷۷ - ۱۹۷۹ بعد از میلاد مسیح رخ داده است. پروژه استفاده از این واقعه در قسمت بعد ارائه شده است.

### ۱۳ - ۸ - ۴ انتقال بین سیارات

در عمل، سیارات دارای میدانهای گرانشی مربوط به خود هستند و انتقالی بین سیاره‌ای که با یک سفینه فضایی صورت می‌گیرد، مسأله چند جسمی محسوب می‌شود. مفهوم حوزه نفوذ یک سیاره که اولین بار در علم مکانیک سماوی مطرح شد، در این نوع مسائل سودمند است. حوزه نفوذ یک سیاره مقدار حجم فضای اطراف آن سیاره است که بهتر است یک قمر یا سفینه فضایی را در آن در مداری به دور سیاره فرض کنیم که خورشید اختلالاتی در آن مدار به وجود می‌آورد تا این که آن قمر یا سفینه به دور خورشید بچرخد و سیاره در آن اختلال ایجاد کند.

حقیقت آن است که میدان گرانشی یک سیاره بقدری نسبت به میدان گرانشی خورشید ضعیف است که حوزه نفوذ خورشید تقریباً " کروی است و دارای شعاعی،  $r_A$ ، به مراتب کمتر از شعاع حامل خورشید مرکزی سیاره یعنی  $r_p$  می‌باشد. در می‌یابیم که:

$$\frac{r_A}{r_p} \approx \left(\frac{m}{M}\right)^{2/5}$$

در این تساوی  $m$  و  $M$  به ترتیب جرم سیاره و جرم خورشید است.

جدول ۱۳ - ۲ اطلاعاتی راجع به حوزه نفوذ سیارات ارائه می‌کند. نتیجه افت شدت میدان گرانشی خورشید با افزایش فاصله از خورشید را می‌توان با اندازه حوزه‌های نفوذ زمین و پلوتون نشان داد. گرچه جرم زمین حدود سیصد برابر جرم پلوتون است، ولی حوزه نفوذ سیاره اولی تقریباً " چهار برابر بزرگتر از حوزه پلوتون می‌باشد.

## جدول ۱۳ - ۲ حوزه نفوذ سیارات

شعاع حوزه نفوذ (r <sub>a</sub> )			نام سیاره
واحد نجومی	کسری از نصف محور بزرگ مدار سیارات	میلیون کیلومتر	
۰/۰۰۰۷۴۷	۰/۰۰۱۹۳	۰/۱۱۲	عطارد
۰/۰۰۴۱۱	۰/۰۰۵۶۹	۰/۶۱۵	زهره
۰/۰۰۶۱۹	۰/۰۰۶۱۹	۰/۹۲۵	زمین
۰/۰۰۳۸۷	۰/۰۰۲۵۴	۰/۵۷۹	مریخ
۰/۳۲۲	۰/۰۶۱۹	۴۸/۱	مشتری
۰/۳۶۵	۰/۰۳۸۲	۵۴/۶	زحل
۰/۳۴۸	۰/۰۱۸۱	۵۲/۰	اورانوس
۰/۵۸۱	۰/۰۱۹۳	۸۶/۹	نپتون
۰/۰۲۳۹۵	۰/۰۰۰۶۱	۳/۵۹	پلوتون

یک سفینه فضایی که قصد سفر به سیاره‌های مثلاً " مریخ را دارد ، دارای مسیری است که درحوزه نفوذ زمین شروع می‌شود . موتورهای موشکی سفینه فضایی به آن سرعت کافی می‌دهد تا از محدوده حوزه نفوذ زمین فراتر رود . سپس با سرعت زمین مرکزی معینی به فضای بین سیاره‌های وارد می‌شود که به همراه سرعت مداری زمین سبب می‌گردد در مدار انتقال خورشید مرکزی قرار گیرد و طی این مدار است که به مدار مریخ ملحق می‌شود . در خلال این انتقال ، زمین بر مدار سفینه اثر نامحسوسی می‌گذارد و با نزدیک و نزدیکتر شدن به مریخ تأثیر مریخ بتدریج بیشتر می‌شود . می‌توان گفت پس از ورود به حوزه نفوذ مریخ در مداری به دور آن سیاره قرار می‌گیرد که تحت تأثیر اختلالات خورشیدی است . به طور کلی ، سفینه در مدار بسته قمر به دور مریخ وارد نخواهد شد ، مگر این که موتورهایش را روشن کند زیرا در غیر این صورت در مدارهای هذلولی در اطراف سیاره سرگردان خواهد ماند و سرانجام از حوزه نفوذ مریخ خارج خواهد شد . مدار خورشیدی بعدی آن ، کاملاً " با مدار مواجهه قبل از مریخ آن سفینه فرق دارد و این به دلیل ورود کامل آن به حوزه نفوذ مریخ است . انرژی کلی مدار



خورشیدی آن ممکن است هنگام عبور از کنار مریخ افزایش یا کاهش یابد .  
قابلیت تغییر انرژی یک جسم کوچک در مدار، هنگام عبور از کنار سیارات که باعث به وجود آمدن مدار خورشید مرکزی کاملاً " متفاوتی می‌شود در علم مکانیک سماوی پدیده جدیدی است . حتی مشاهده شده که مدار ستارگان دنباله‌دار هنگام نزدیک شدن بیش از حد به مشتری ، تغییر زیادی کرده است . برای مثال دوره تناوب گردش ستاره دنباله دار بروکس ( ۱۸۸۹ V ) با عبور از مجاورت مشتری از ۲۹ سال به ۷ سال تقلیل یافت و ۲ سال آن را در منظومه قمرهای مشتری سپری کرد .

از خاصیت بیشتر شدن سرعت سفینه فضایی در مجاورت سیارات در فرستان مارینر ۱۰ به ۱۵۰۰ کیلومتری سطح عطارد از طریق سیاره زهره استفاده شده است . از همین اصل در ارسال سفاین پایونیر ۱۱ و ویجر ۱ و ۲ پس از عبور از کنار مشتری به مقصد زحل استفاده شد . گریزنهایی سفاین پایونیر ۱۰ و ۱۱ و همچنین ویجرها از منظومه شمسی نیز، پی آمد مستقیم نزدیک شدن آنها به سیاره مشتری است .

### مسائل فصل سیزدهم

شعاع زمین را ۶۳۷۸ کیلومتر فرض کنید .

۱- قرار است یک قمر ارتباطی را در مدار دایره‌ای استوایی و در ارتفاعی قرار دهند که دائم در بالای نقطه‌ای از برزیل با میل صفر درجه باقی بماند . در حال حاضر قمر مذکور در یک مدار دایره‌ای استوایی در ۳۲۰ کیلومتری بالای سطح زمین قرار دارد . قرار است مدار انتقال یک بیضی کتانزنتی دو ضربه‌ای باشد . موارد زیر را محاسبه کنید :

الف - شعاع مدار ساکن

ب - به فرض این که زمان تناوب نجومی چرخش زمین ۲۳ ساعت و ۵۶ دقیقه و دوره تناوب گردش آن قمر در مدار فعلی ۹۰ دقیقه باشد ، نصف محور بزرگ و خروج از مرکز مدار انتقال و نیز زمان انتقال را به دست آورید .

۲- دو سفینه فضایی  $A$  و  $B$  در مدارهایی دایره‌ای و استوایی به دور زمین حرکت می‌کنند و فاصله زمین مرکزی آنها به ترتیب ۷۲۴۰ و ۱۲۸۷۰ کیلومتر است . اگر زاویه بعد هر یک از آنها در یک تاریخ گرینویچ معین به ترتیب  $0^\circ$  و  $64^\circ$  باشد ، مدت زمانی را حساب کنید که باید سپری شود تا موقعیت مناسبی به وجود آید که  $A$  بتواند طی یک انتقال دوضربه‌ای با  $B$  ملاقات کند (یعنی در موضع سفینه  $B$  به مدار دایره‌ای  $B$  وارد شود) . همچنین نصف محور بزرگ و خروج از مرکز مدار انتقال و زمانی را که در مدار انتقال سپری شده ، محاسبه کنید .  
( دوره تناوب یک مدار دایره‌ای را در ۱۶۰ کیلومتری بالای سطح زمین ۸۴/۵ دقیقه )

(فرض کنید .)

- ۳- یک سفینه ماه نورد از یک مدار توقف دایره‌ای (با شعاع ۶۸۷۸ کیلومتر) به دور زمین به یک مدار انتقالی بیضوی منتقل شده است. قصد ما این است که نقطه اوج مدار انتقال با مدار ماه تماس پیدا کند (این مدار را دایره‌ای و با شعاع ۳۸۴۴۰۰ کیلومتر در نظر می‌گیریم). اگر سرعت دایره‌ای مدار توقف ۷/۶۱۳ کیلومتر در ثانیه باشد موارد زیر را محاسبه کنید:
- الف - نصف محور بزرگ و خروج از مرکز مدار انتقال.
- ب - زمانی که صرف رسیدن سفینه به نقطه اوج می‌شود.
- ج - افزایش سرعت مورد نیاز تا این که سفینه در مدار انتقال قرار گیرد.
- ۴- دوسیارک در مدارهای دایره‌ای خورشید مرکزی هم‌صفحه در داخل دایره البروج حرکت می‌کنند. اجزای این دو سیارک به قرار زیر است:

سیارک	شعاع مداری (واحد نجومی)	طول در نقطه مبدأ (درجه)	مبدأ (تاریخ ژولینی)
A	۲	۷۹	
B	۳/۵	۲۱۱	۲۴۴۱۶۸۱/۰

اولین تاریخ بعد از مبدأ مذکور را که در آن روز، انتقال کتانژانتی هومن با کمترین صرف انرژی از A به B قابل اجرا است بیابید. همچنین حداقل زمان انتظار برای سیارک B را محاسبه کنید، در صورتی که قرار باشد بازگشت به سیارک A نیز یک انتقال کم انرژی باشد.

### مطالعات بیشتری درباره بخش ۲ کتاب

- در این مرحله، انجام پروژه‌های عملی و تمرینهای زیر بسیار سودمند است.
- تعیین موضع ناظر با استفاده از خورشید (قسمت ۲۲ - ۵ را ملاحظه کنید).
- مشاهده و تجزیه و تحلیل مدارهای سیارات (قسمت ۲۲ - ۶ را ببینید).
- مشاهده و تحلیل مدار ماه<sup>۱</sup>.

# بخش سوم

## فنون مشاهده

### فصلهای ۱۴ تا ۲۱

اهداف مورد نظر: برای این که همه اطلاعات نجومی را ارائه کرده باشیم، مفاهیمی چند درباره تشعشع (تابش) و وسایل و ابزاری که بدان وسیله تشعشعات جمع آوری و سپس بررسی می‌شوند در این بخش آورده‌ایم.

در ابتدا، تولید تشعشع از اجسام ماکروسکوپی و اتمهای منفرد مورد بحث قرار گرفته است. به دنبال آن، توضیحاتی درباره تلسکوپهای نوری و رادیویی و نحوه کارشان در جمع آوری تشعشعات و همچنین شکل و ترکیب کلی آنها مطرح شده است. وسایل و فنون دیگری نیز ارائه شده است.

در انتهای این بخش برخی از عبارات ویژه و دستگامهای اندازه‌گیری مورد بحث قرار گرفته که ستاره شناسان بین‌المللی از آنها استفاده می‌کنند.

## قوانین تابش

۱۴ - ۱ مقدمه

قبل از آن که ماهیت اندازه‌گیری‌هایی که در نجوم نوری صورت می‌گیرد و نیز تفسیر آنها را مدنظر قرار دهیم، بهتر است نگاهی گذرا به چگونگی توسعه و افزایش شناختمان از تشعشعات الکترومغناطیسی، خصوصا " در اوایل قرن نوزدهم داشته باشیم و قوانینی چند از تابش را مرور کنیم .

اثرات شکست نور هنگام عبور آن از مواد شفاف از دیرباز برای انسان آشکار بوده است . آزمایش‌هایی درباره شکست توسط بطلمیوس<sup>۱</sup> در قرن دوم بعد از میلاد صورت گرفته است و اثرات شکست جوی بر مواضع ستارگان ( قسمت ۹-۲-۲ را ملاحظه کنید) نیز در شرق در سال ۱۵۳۸ بعد از میلاد نزد ستاره‌شناس عرب ، الحسن<sup>۲</sup> (ابن هیثم) ، امری شناخته شده بوده است . البته تا قبل از آزمایش‌های سرایزاک نیوتن<sup>۳</sup> در قرن هفدهم ، ماهیت مرکب نور سفید کشف نشده بود . او نشان داد هنگامی که نور خورشید از یک منشور بگذرد و در آن شکسته شود ، پراکنده می‌شود و طیفی از رنگ‌هایی که مشابه آن را در رنگین کمان هم می‌توان دید ، به دست می‌آید . او همچنین نشان داد که می‌توان این طیف رنگی را با استفاده صحیح از یک منشور دیگر به پرتوی از نور سفید تبدیل کرد . تا یک قرن بعد ، پیشرفتهای کمی درباره طیفها صورت گرفت تا این که ملویل<sup>۴</sup> (۱۷۵۲ میلادی) دریافت که طیف نوری حاصل از شعله سدیم به شکل گستره ممتدی از رنگها دیده نمی‌شود بلکه تنها یک نوار به رنگ زرد تیره است که امروزه آن را به نام خطوط D می‌شناسیم .

در آغاز قرن نوزدهم درباره مفاهیم تابش نوری پیشرفتهای بسیاری صورت گرفته بود .

1- Ptolemy

3- Sir Isac Newton

4- Melvil

۲- ابوعلی الحسن بن الهیثم

آزمایشهای یانگ<sup>۱</sup> و فرسنل<sup>۲</sup> دربارهٔ تداخل که اکنون کلاسیک به نظر می‌رسند نشان داد که نور ماهیت موجی دارد و این که هر نقطه از طیف نوری، دارای مقدار مشخصی طول موج است. در سال ۱۸۰۲ میلادی، یانگ محاسباتی در مورد برخی از مشاهدات اولیهٔ نیوتن دربارهٔ رنگهای پدیدانجام داد که این رنگها از لایه‌های نازکی به وجود آمده بودند و طول موج هفت رنگی را که توسط نیوتن معرفی شده بود تعیین کرد. با پذیرفتن ماهیت موجی نور، یانگ می‌توانست مشاهداتی را که توسط فرضیهٔ ذره‌ای نیوتن بدون توضیح مانده بود، تعبیر و تشریح کند. محاسبات یانگ نشان داد که طیف خورشیدی پس از تبدیل به میلیمتر از  $10^{-6} \times 424$  میلیمتر تا  $10^{-6} \times 675$  میلیمتر گسترده‌تری دارد.

در سال ۱۸۰۰ سر ویلیام هرشل<sup>۳</sup> آزمایشهای خویش را دربارهٔ انتشار حرارت تابشی از طریق طیف خورشیدی به انجام رسانید و دریافت که دماسنج حساسش در مکانی فراتر از نور قرمز انتهای طیف که هیچ نوری در آنجا وجود ندارد، مقدار حداکثر دما را ثبت کرده است. او در آن زمان معتقد بود که تابش غیر مرئی شباهتی به نور مرئی ندارد و او، ناآگاهانه اولین ستاره‌شناسی بود که مشاهدات خودش را به فرا سوی طیف الکترومغناطیسی و به نور مادون قرمز معطوف کرد. سه سال بعد، ریتز<sup>۴</sup> نتایج آزمایشگاهی خود را دربارهٔ تأثیر قسمتهای مختلف طیف در سیاه کردن مادهٔ کلرید نقره منتشر کرد. وی دریافت که بیشتر تأثیرات در مکانی از طیف رخ می‌دهد که از نور بنفش انتهای طیف فراتر است. بدین ترتیب وی ناحیهٔ نور ماورا بنفش طیف الکترومغناطیسی را کشف کرد.

در همین مدت زمان، ولاستون<sup>۵</sup> در طیفهای مربوط به شعله‌ها و جرقه‌ها به آزمایش پرداخت ولی دربارهٔ علت وجودی خطوط طیفی که مشاهده کرده بود و نیز رابطهٔ بین آنها هیچ مطلبی به دست نیاورد. وی همچنین در مقاله‌ای که در سال ۱۸۰۲ منتشر کرده ضمن توضیح در مورد اندازه‌گیریهای آزمایشگاهی خود دربارهٔ ضرایب شکست مواد مختلف، دربارهٔ طیف خورشیدی به دست آمدهٔ خود نیز نظریاتی ارائه می‌دهد. توضیحات او مبهم و نارساست ولی به نظر می‌رسد نوارهای تاریکی را که فکر می‌کرده مرزهای طبیعی بین مناطق رنگی خالص است، دیده باشد. به نظر می‌رسد او اهمیت زیادی به این مشاهدات نداده و آن را در چند جمله رها کرده است. احتمال می‌رود او انتظار داشته است در آنجا تقسیمات طبیعی بین هفت منطقهٔ طیف را که توسط نیوتن معرفی شده بود ببیند و بر همین اساس از دیدن نوارهای تاریک

1- Young

2- Fresnel

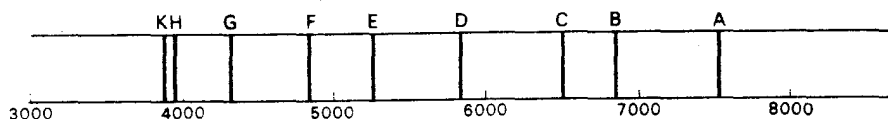
3- Sir William Herschel

4- Ritter

5- Wollaston

متعجب نشده است. نیوتن خود نیز راجع به آنچه که ما از خصوصیات جذب خورشیدی می‌دانیم ذکری به میان نیاورده است و این ممکن است به علت پایین بودن کیفیت ذره‌بینش باشد، زیرا این مطلبی است که او خود بدان معترف بوده است.

چندین سال بعد در ۱۸۱۷ میلادی، فرانیهوفر<sup>۱</sup> که در باب تعیین رنگهایی که برای تشخیص ضریب شکست ذره‌بینها به کار می‌روند به تحقیق و آزمایش پرداخته بود نتایج مشاهدات خود را درباره طیف خورشیدی به کمک یک طیف نمای مجهز منتشر کرد. او متوجه شده بود که طیف با خطوط تاریک زیادی قطع شده است. پس از تکرار مشاهداتش با عناصر نوری گوناگون وی ثابت کرد که این خطوط از صفات حقیقی طیف هستند و درون نور خورشید قرار دارند. او نقشه‌ای از چند صد خطوط موجود تهیه کرد و مهمترین و اساسی ترین آنها را با حروف A، B، C، ... علامت گذاری کرد که هنوز هم به همین شکل معروفند (شکل ۱۴ - ا را ببینید). گرچه فرانیهوفر قادر به ارائه توضیحی درباره علل آنها نبود، با این همه موضع این خطوط اولین معیار رنگها را برای اندازه‌گیری ضریب شکست و میزان پراکندگی نور در مواد مختلف و مقایسه طیفها با سایر منابع روشن و درخشان به وجود آورد.



طول موج بر حسب آنگستروم ( $\text{\AA}$ )

شکل ۱۴ - ۱) موضع صفات اصلی جذب در طیف خورشید که توسط فرانیهوفر معرفی شده است.

علاوه بر این، فرانیهوفر اولین کسی بود که با یک منشور شیعی، به مشاهده بصری طیفهای سیارات و طیف درخشانترین ستارگان از جمله شعرای یمانی پرداخت. وی مشاهده کرد که همه طیفها دارای خطوط تاریکی هستند و طیف سیارات علی‌رغم طیف ستارگان به طیف خورشید شباهت دارد. از این رو می‌توان گفت او پیشگام فن طیف‌نمایی ستارگان است. البته کار او به این جا ختم نمی‌شود بلکه به اختراع و ساختن شبکه‌های پراش بسیاری دست زد. به کمک این وسایل، او موفق شد دقیقاً "طول موج صفات طیفی را بر حسب معیارهای آزمایشگاهی طول اندازه بگیرد و مبنایی ارائه نمود که بتوان طی آن نتایج مختلف چند ناظر را به طور مستقیم با یکدیگر مقایسه کرد. به عبارت دیگر، او در کار طیف‌سنجی مشاهده‌ای تحرکی پدید آورد.

## ۱۴ - ۲ قانون کیرشهف

مسألهٔ درک و تشخیص طیفهای گوناگون تا حدود سی سال بعد از فرانیهوفر ادامه یافت. در این فاصلهٔ زمانی، دریادی امر، واضح است که فرانیهوفر تمام شواهد را در اختیار داشته است؛ عنصری مثل سدیم که در تماس با شعلهٔ آتش باعث ایجاد خطوط D در طیف می‌شده و خطوط تاریکی که در طیف خورشیدی در محل خطوط D ظاهر می‌شده‌اند، آیاوی به این نتیجه نرسیده که به ازای اتمهای معینی که در منبع نوری وجود دارد، طیفهای منفردی تشکیل می‌شود؟ درک موقعیت دوره‌ای که او در آن به کار مشغول بوده است، ما را کمک می‌کند تا به علت ناتوانی او در رسیدن به موفقیت نهایی پی ببریم. در مرحلهٔ اول، او با تئوریهای متداول آن زمان روبرو بود، مثلاً "یانگ معتقد بود رنگ شعله‌ها به دلیل پدیدهٔ تداخل در لایه‌های نازک شعله می‌باشد. در مرحلهٔ دوم، شرایط تجربی احتمالاً "باعث گمراه شدن او و سایر افراد شده است. شاید مهمترین عامل این امر، ناخالص بودن نمکهای بوده که برای مشاهده به شعله افزوده می‌شده است. معلوم شد که سدیم از آلوده کننده‌هایی است که بسختی از بین می‌رود و همیشه به دلیل عرق کردن در پوست دستها و همچنین در بسیاری از حیوانات و مواد گیاهی وجود دارد. بدین ترتیب، خطوط D سدیم احتمالاً "در طیف همهٔ شعله‌ها به وجود می‌آید. آلوده کننده‌های بی‌شمار دیگری نیز به احتمال زیاد عمل مقایسهٔ طیفها را با اشکال روبرو می‌کرد.

به نظر می‌رسد محققین زیادی بعد از فرانیهوفر در شرف تشخیص وجود عناصر معین در طیفها بودند ولی هیچ کس تا زمان کیرشهف<sup>۱</sup> در سال ۱۸۵۹ میلادی، اظهار نظر روشنی در این باره که هر نوع اتم یا مولکول دارای طیف ویژهٔ خود است، ارائه نکرده بود. این نظریه سرانجام به عنوان نتیجهٔ قانونی که توسط کیرشهف مطرح شده بود پذیرفته شده در سال ۱۸۲۳ میلادی، ریچی<sup>۲</sup> به صورت تجربی ثابت کرد که نسبت کل توان پخش یک سطح به توان جذب آن ثابت می‌باشد. کیرشهف این موضوع را بسط داد و قانونی عمومی به شرح زیر مطرح ساخت:

در هر دمای معین، نسبت قابلیت انتشار تشعشع یک جسم و قابلیت جذب آن در یک طول موج مشخص، ثابت است و به ماهیت آن جسم بستگی ندارد.

بدین ترتیب اگر توان انتشار یک جسم در گسترهٔ کوچکی از طول موج  $\lambda$  تا  $\lambda + d\lambda$  برابر  $E_\lambda$  و توان جذب آن  $A_\lambda$  باشد، در یک دمای معین خواهیم داشت:

$$\frac{E_\lambda}{A_\lambda} = \text{ثابت} \quad (1-14)$$

این مقدار ثابت، به نوع جسم مورد نظر بستگی ندارد و مقدار واقعی آن تا زمان ارائه فرضیه کوانتم که ضمناً "تشریحی بر چگونگی تشعشع اتمهای منفرد می‌داد، مورد ارزیابی نظری قرار نگرفت.

از قانون کیرشهف چنین برداشت می‌شود جسمی که منتشر کننده خوبی برای تشعشعات است، در مقابل باید جذب کننده خوبی نیز باشد. جسمی که به بهترین وساده‌ترین نحو، این قانون را تأیید می‌کند، وجود خورشید است. خورشید که منتشر کننده خوبی برای تشعشعات است، مواد آن به طور مؤثری تشعشعات را جذب می‌کند. تشعشعاتی که در عمقهای مختلف درون خورشید به وجود می‌آیند، قبل از این که فاصله قابل توجهی را طی کنند جذب می‌شوند. در نتیجه ما تنها قادریم تشعشعاتی را که از لایه‌های بیرونی خورشید ساطع می‌شوند، ببینیم. از این رو، به نظر می‌رسد خورشید دارای لبه باریکی است و ما نمی‌توانیم داخل آن را تا عمق معینی ببینیم.

قانون کیرشهف همچنین افق تازه‌ای در طیف سنجی جدید ایجاد کرد زیرا اتمها و مولکولها از روی طیف آنها تشخیص داده می‌شوند. طبق اصل موجود در این قانون، یک گاز که تحت دمای معینی خطوط روشن طیفی به وجود می‌آورد، باید در همان دمای یکسان بتواند از یک شعاع نوری در همین مکانهای طول موج، انرژی جذب کند، در غیر این صورت یک طیف پیوسته به وجود خواهد آمد. کیرشهف در آزمایش مشهورش، یک شعاع نور خورشید را به شعله‌ای که نمک معمولی (کلرید سدیم) داشت تا باند و دریافت که خطوط منتشره زرد رنگ شعله، دقیقاً "بر خطوط D فرانیهوفر منطبق است و شعله سدیم بر کیفیت جذب می‌افزاید. او توضیح داد که خطوط فرانیهوفر موجود در طیف خورشیدی بدین علت پدید می‌آیند که عناصر منطقه خارجی و سردتر خورشید، طیف پیوسته‌ای را که از منطقه داغ درون آن منتشر می‌شود جذب می‌کنند.

نظریه به وجود آمدن یک طیف اختصاصی توسط هر عنصر از این مرحله به بعد بسرعت شتاب گرفت. کیرشهف به همراه بانسن<sup>۱</sup> به آزمایشها خود در مورد بررسی طیف سایر فلزات در خالصترین شکلی که در آن زمان داشتند پرداخت و توانست بسیاری از آنها را در طیف خورشیدی تشخیص دهد. در جدول ۱۴-۱ عناصری ذکر شده که مطابق خطوط مشخص فرانیهوفر هستند.

بدین طریق تجزیه طیفی راهی برای شیمی تحلیلی باز کرد. بویژه، این روشها را می‌توان در مورد همه اجسام نجومی و نیز مسأله تعیین ترکیب ستارگان به کار برد. ترکیب



## جدول ۱۴-۱ خطوط مهم و مشخص فرانیهوفر

عنصر	طول موج ( Å )	خط فرانیهوفر
اکسیژن موجود در جو زمین	{ ۷۵۹۴	A
	{ ۶۸۶۷	B
هیدروژن ( H $\alpha$ )	۶۵۶۳	C
سدیم	{ ۵۸۹۶	D
	{ ۵۸۹۰	
آهن	۵۲۷۰	E
هیدروژن ( H $\beta$ )	۴۸۶۱	F
هیدروژن ( H $\gamma$ )	۴۳۴۰	G
کلسیم	۳۹۶۸	H
کلسیم	۳۹۳۳	K

ستارگان مسأله‌ای است که کانت<sup>۱</sup>، فیلسوف مشهور، چند سال قبل آن را غیرممکن می‌دانست در حالی که اکنون آن را به صورتی منطقی حل کرده‌اند.

علم طیف سنجی در حال حاضر خیلی فراتر از این رفته است و احتمال می‌رود با مطالعه مفصل مکانها و اشکال خطوط طیفی، پارامترهای فیزیکی یک منبع از قبیل سرعت آن و دما و چگالی مواد آن را تعیین کرد.

به طور جامع، یک طیف آزمایشگاهی را می‌توان یکی از سه نوع طیف متداول دانست. البته، در برخی موارد، بسادگی نمی‌توان آن را دسته بندی کرد زیرا بین این سه نوع طیف مرز مشخصی وجود ندارد.

بسیاری از جامدها، مایعات و گازهای خیلی متراکم نسبت به تشعشعات نوری، کدر هستند و در نتیجه بر طبق قانون کیر شیف طیفهایی به وجود می‌آورند که پیوسته می‌باشند. یک طیف پیوسته، طیفی است که در سراسر طول موجهای مشاهده شده، توزیع پیوسته‌ای از انرژی

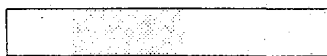
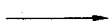
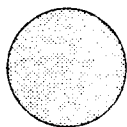
به وجود آورد. برای مثال رشته درون یک لامپ برقی تنگستن در ناحیه نور مرئی تولید چنین طیفی می‌کند. در مورد ترکیب شیمیایی جسمی که از خود طیف پیوسته ساطع می‌کند، هیچ اطلاعی ارائه نشده است. با این وجود، توزیع انرژی - طول موج، وسیله‌ای برای تعیین دمای آن جسم به شمار می‌آید.

گازهای داغ رقیق، طیفی به وجود می‌آورند که دارای خطوط روشنی است ولی زمینه پیوسته‌ای ندارند و آن طور که آنها را به نام طیفهای نشری می‌شناسند می‌توان از آنها در تشخیص اتمها و مولکولهای موجود در منبع استفاده کرد. بین خطوط نشری طیف، معمولاً شکافهایی وجود دارد که در آنجا هیچ تابشی صورت نمی‌گیرد. چنین شکافی همچون یک پنجره شفاف است. چنانچه یک طیف سنج را نسبت به منطقه‌ای از طول موجها تنظیم کنیم که با شکاف بین خطوط نشری منطبق باشد، تشعشعی از گاز را دریافت نخواهد کرد و گاز همچنان شفاف و آشکار نشده می‌ماند. هر تشعشعی که از یک جسم واقع در پشت گاز در این منطقه از طول موجها منتشر شود، با طیف سنج آشکار می‌شود و جسم مذکور از میان گاز "قابل رؤیت" است. در آزمایشگاه، معمولاً طیف نشری را به وسیله لامپهای تخلیه الکتریکی تهیه می‌کنند و درون آنها را با برخی گازهای انتخابی و فشار کم پر کرده‌اند. با استفاده از قوسهای الکتریکی می‌توان طیفهای نشری عناصر فلزی را به دست آورد.

می‌توان همچون آزمایش مشهور کیرشرف، طیف جذبی به وجود آورد. اگر نور یک منبع که به طور معمول تشکیل یک طیف پیوسته را می‌دهد از میان یک گاز رقیق عبور دهیم، در این صورت، انرژی مناطقی از طول موج که مشابه خطوط نشری آن گاز معین هستند، از بین می‌رود. مقدار انرژی از دست رفته در خطوط نشری و در نتیجه، قدرت این خصوصیات در صورتی افزایش می‌یابد که گاز سرد شده باشد.

تفاوت بین یک طیف پیوسته و یک طیف خطی از شرایطی ناشی می‌شود که اتمها در آن شرایط، تشعشع را ساطع یا جذب می‌کنند. در این فصل خواهیم دید که خطوط طیفی با جهش الکترونیهای یک اتم از یک مدار گسسته به مدار دیگر همراه است. در مورد گازهای تحت فشار کم، اتمها می‌توانند بدون دخالت اتمهای مجاور به انتشار و جذب بپردازند و خطوط طیفی کاملاً واضحی پدید می‌آید. افزایش مقدار فشار گاز باعث پهن شدن خطوط طیفی می‌شود. این پهن شدگی در طیفهای نشری خطی با افزایش فشار زیاد می‌شود تا این که خطوط یکدیگر را می‌پوشانند و باعث به وجود آمدن یک طیف پیوسته می‌شوند. در اجسامی که مایع یا جامد هستند، اتمها خیلی نزدیکتر از اتمهای یک گاز تحت فشار زیاد قرار دارد و این اتمها بدون دخالت اتمهای مجاورشان نمی‌توانند به انتشار درآیند. بنابراین، به طور معمول این اجسام دارای طیف پیوسته می‌باشند.

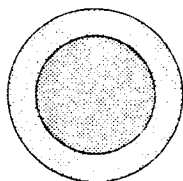
به کار بستن قانون کیرشسف و اصولی که به شناختن و درک طیفهای آزمایشگاهی مربوط می‌شود، توضیح ساده‌ای در مورد طیفهای ستارگان به دست می‌دهد. متداولترین طیفهای ستاره‌ای، همچون طیف خورشیدی از نوع طیف جذبی هستند. این بیانگر آن است که ستارگان دارای ساختاری هستند و منحنی عمومی توزیع طول موج - انرژی باید از جسمی منشأ شده باشد که گازی متراکم یا مایع و جامدی داغ باشد و خطوط جذبی به وسیله گاز رقیق سردتری در اطراف آن جسم، که در عمل جو ستاره است، به وجود آمده باشد. این نظریه را به شکل تصویری در شکل ۱۴ - ۲ آورده‌ایم.



گازی متراکم یا مایع و جامدی داغ

تشکیل می‌دهد

یک طیف پیوسته



گازی متراکم یا مایع و جامدی داغ  
که با گاز رقیق سردتری احاطه شده

تشکیل می‌دهد

یک طیف جذبی

است

شکل ۱۴ - ۲ نحوه تشکیل یک طیف جذبی ستاره‌ای

از این رو، با برداشتی صحیح از برخی از اندازه‌گیریهای اساسی احتمالی راجع به نور خورشیدی درمی‌یابیم که طیف آن از گاز متراکم داغی پدید می‌آید که با لایه سردتر و رقیقتری احاطه شده است. از شکل عمومی طیفهای ستارگان، فرض این موضوع که ستارگان دارای همین ساختار مشابه می‌باشند، منطقی به نظر می‌رسد.

عده‌ای از محققان، مسأله تشخیص طیفها را بعد از کیرشسف به سرعت دنبال کردند و بزودی دریافته‌اند که به علت کشف چندین هزار خط طیف، باید به وسیله معیارهای معینی نتایج به دست آمده را با یکدیگر مقایسه کنند. یکی از مجموعه معیارهایی که مورد پذیرش

واقع شد، پی‌آمد تلاش آنگستروم<sup>۱</sup> بر روی طیف طبیعی خورشید بود. مقادیر طول موجی که او ارائه کرد، بر مبنای شبکه<sup>۲</sup> مشخصی بود که تا شش رقم معنی دار فاصله‌گذاری و بر حسب واحدهای  $10^{-8}$  سانتیمتر بیان شده بود. این واحد را تاکنون به نام واحد آنگستروم ( $\text{\AA}$ ) می‌شناسند.

### ۱۴ - ۳ پدیده‌های قطبش

در اوایل قرن نوزدهم شاهد گسترش مفاهیم خواص قطبی شدن مواد به همراه تشعشعات الکترومغناطیسی و همچنین درک این دلایل بودیم که چرا واکنش متقابل بین تشعشع و یک ماده به قطبی شدن پرتو بستگی دارد.

در مسیر صورت بندی معادلات امواج توسط کلرک ماکسول<sup>۳</sup> که ماهیت اختلالات الکتریکی و مغناطیسی همراه تشعشع را بازگو کرد، یکی از مراحل مهم آن درک این موضوع بود که امواج الکترومغناطیسی دارای حرکتی عرضی هستند. فرسل، از این مفهوم در بسط دادن قوانین خود که اکنون کهنه به نظر می‌رسند استفاده کرد و پدیده‌های بازتاب و شکست را با مواد عایق مثل شیشه تشریح کرد و فرموله‌هایی در مورد ارزیابی مقدار تشعشعی که از این قبیل سطوح بازتابیده می‌شود مطابق با زاویه تابش تشعشع و صفحه موج که به صفحه تابش مربوط می‌شود ارائه داد.

قبل از پرداختن به اشکالی که خواص قطبش ممکن است به خود بگیرند، باید خاطر نشان کرد که اولین کسی که مشاهده قطبش سنجی را در ستاره شناسی به کار برد، آراگو<sup>۴</sup> بود. وی مشاهده کرد که نور ماه خیلی قطبی است و نور ستارگان دنباله دار نیز دارای قطبش است. علاوه بر آن، او نشان داد که نور لبه خورشید، اصولاً "قطبی نیست و ثابت کرد که نمی‌توان خورشید را جسمی جامد یا مایع فرض کرد بلکه ماهیت آن گازی شکل است.

از این پس، عبور انرژی الکترومغناطیسی از یک نقطه از فضا را هنگامی که آن انرژی به شکل موج مسطح تک رنگ می‌باشد بسادگی می‌توان تشریح کرد. در این مورد بسیار ساده، ممکن است فرض شود که اختلالات الکتریکی و مغناطیسی به ترتیب در صفحات  $xz$  و  $yz$  قرار دارند و معادلاتی که این اختلالات را در هر نقطه در امتداد محور  $z$  مشخص می‌کند می‌توان به شکل زیر نوشت:

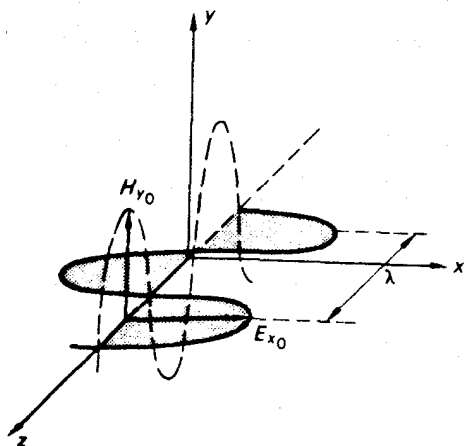
$$\left. \begin{aligned} E_x &= E_{x_0} \cos \left( \omega t - \frac{2\pi z}{\lambda} + \delta \right) \\ H_y &= H_{y_0} \cos \left( \omega t - \frac{2\pi z}{\lambda} + \delta \right) \end{aligned} \right\} \text{و} \quad (2-14)$$

در این فرمولها  $E_{x0}$  و  $H_{y0}$  دامنه اختلالات ،  $\omega (=2\pi\nu)$  بسامد زاویه‌ای تشعشع ،  $\lambda$  طول موج موج تک‌رنگ و  $\delta$  فازی است که مقدار آن ، وقتی  $t=0$  است ، با اندازه اختلالات کنترل می‌شود .

بدین ترتیب ، اختلالات الکتریکی و مغناطیسی نسبت به هم متعامد ( زاویه قائمه ) و هم فاز هستند و نسبت به جهت انتشار عرضی می‌باشند . شکل ۱۴-۳ اختلالات رادرفزمانی نشان می‌دهد که ممکن است در یک لحظه معین از زمان در امتداد جهت انتشار قرار گیرند . بنابراین شکل اختلالات دارای رابطه مشابهی هستند و اندازه اختلالات ( یعنی  $E_{x0}$  و  $H_{y0}$  ) به خواص نوری ماده‌ای که تشعشع قرار است از آن بگذرد ، بستگی دارد . در نتیجه ، یک اختلال الکترومغناطیسی موج مسطح را می‌توان با نوشتن یک عبارت برای فقط یکی از اختلالات الکتریکی یا مغناطیسی بیان کرد . معمولاً " در ناحیه " نوری ، بردار الکتریکی نقش مهمی در هر تأثیر بین تشعشع و ماده دارد . به طور متداول معادله‌ای برای بیان شکل اختلال به‌کار می‌رود که اختلال الکتریکی را تعیین می‌کند . از این رو ، به فرض این که خواص نوری محیط معلوم باشد ، اختلال الکترومغناطیسی موج مسطح را می‌توان به شکل معادله زیر خلاصه کرد :

$$E_x = E_{x0} \cos \left( \omega t - \frac{2\pi z}{\lambda} + \delta_x \right).$$

قدرت تشعشع که با چنین موجی وابسته است با مجذور دامنه اختلال میدان الکتریکی متناسب و به روشنایی منبع مربوط است .



شکل ۱۴-۳ نمایشی از یک اختلال الکترومغناطیسی ساده

در هر لحظه از زمان ، اختلال عبوری از هر نقطه در فضا ، برآیند تشعشع اتمهایی است که دقیقا " در همان لحظه از خود انرژی ساطع می کنند . ممکن است فرض کنیم این برآیند اجزایی دارد که در صفحات  $xz$  و  $yz$  در حال ارتعاشند و دامنه و فازهای آنها به طور غیر محتمل یکسان است . از این رو ، اجزای تفکیک شده اختلال را می توان چنین نوشت :

$$\left. \begin{aligned} E_x &= E_{x_0} \cos \left( \omega t - \frac{2\pi z}{\lambda} + \delta_x \right) \\ E_y &= E_{y_0} \cos \left( \omega t - \frac{2\pi z}{\lambda} + \delta_y \right) \end{aligned} \right\} \quad (14-3) \quad \text{و}$$

اگر امکان داشت اختلال الکتریکی را در یک نقطه به ازای یک سیکل موج اندازه بگیریم (این مدت زمان برای تشعشع مرئی تقریبا " $10^{-15}$  ثانیه می باشد ) ، در این صورت بردار الکتریکی یک بیضی را طی می کرد . این بیضی به نام بیضی قطبش نامیده می شود و به ازای مدت زمان کوتاهی ، می توان تشعشع را با قطبش بیضی وار فرض کرد . هندسه بیضی قطبش را با ترکیب دو معادله (۱۴-۳) و حذف عنصر وابسته به زمان می توان مورد بررسی قرار داد . پس معادله ای که بیضی مذکور را تعیین می کند به شرح زیر است :

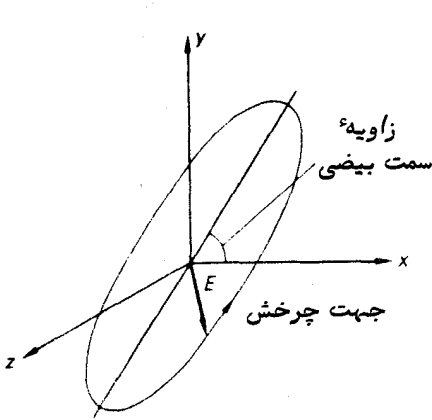
$$\left( \frac{E_x}{E_{x_0}} \right)^2 + \left( \frac{E_y}{E_{y_0}} \right)^2 - \frac{2E_x E_y \cos(\delta_x - \delta_y)}{E_{x_0} E_{y_0}} = \sin^2(\delta_x - \delta_y). \quad (14-4)$$

شکل خاصی از پدیده قطبش هنگامی رخ می دهد که اختلاف فاز  $(\delta_x - \delta_y)$  بین اجزاء صفر است . در این موقعیت ، معادله (۱۴-۴) نشان می دهد که برآیند حاصل در امتداد یک خط نوسان می کند و این اختلال را به عنوان قطبش خطی می شناسند ، شکل دیگر هنگامی پدید می آید که دامنه ها یکسان هستند  $(E_{x_0} = E_{y_0})$  و اختلاف فاز معادل  $\frac{\pi}{4}$  است . در این شرایط ، برآیند دارای اندازه ثابتی است و حول بسامد تشعشع می چرخد و این اختلال را قطبش دایره ای می نامند .

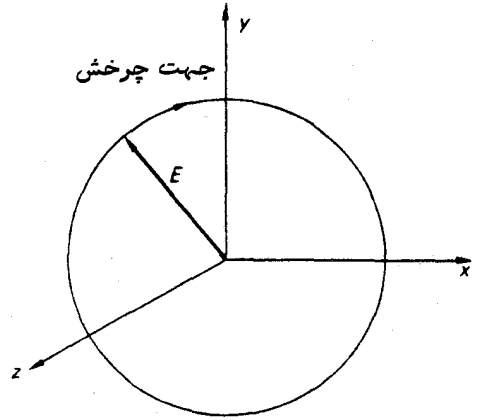
برای ترسیم بیضی عمومی قطبش ، وجود سه پارامتر ضروری است . این سه پارامتر ، زاویه سمت ( یعنی زاویه ای که محور بزرگ با یک دستگاه مقایسه تشکیل می دهد ) ، بیضی وار بودن و جهت چرخش بردار الکتریکی یا دستوارگی می باشد . این سه پارامتر به همراه قدرت تشعشع ( یعنی اندازه بیضی ) ویژگیهای تشعشع را تشریح می کنند . شکلهای متنوع قطبش در شکل ۱۴-۴ نشان داده شده است .

شکل عمومی قطبش که در بالا بدان اشاره شد ، با سنجش بردار الکتریکی در طول یک

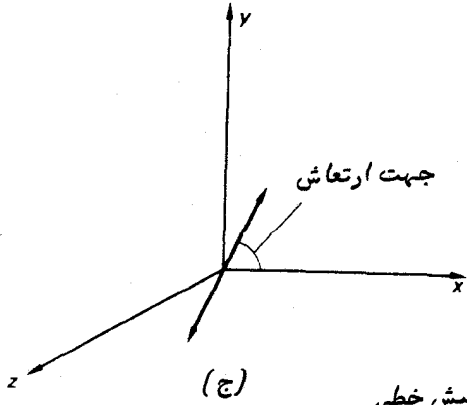
سیکل موج به دست آمد . در عین حال ، طی این مدت کوتاه ، برخی از سلسله موجهایی که از مجموعه‌ای از اتمها ساطع می‌شوند از نقطهء مشاهده عبور می‌کنند و سایر سلسله موجها که از اتمهای مختلف این مجموعه منتشر شده‌اند ، بتدریج شروع به دخالت در اختلال برآیند می‌کنند . در حالتی که اتمها به گونه‌ای اتفاقی ساطع می‌شوند ، دامنه و فازهای اجزای تفکیک شده به طور مداوم در حال تغییر خواهند بود و به همین ترتیب باعث تغییر قطبش می‌شوند . پس از لحظه‌ای که معادل چند سیکل موج است ، شکل "لحظه‌ای" قطبش با شکل "لحظه‌ای" اولیهء قطبش هیچ ارتباط و وابستگی نخواهد داشت . اگر قرار باشد تشعشع مجموعه‌ای از اتمها ، بدون



(الف)  
قطبش بیضوی



(ب)  
قطبش دایره‌ای



(ج)  
قطبش خطی

شکل ۱۴ - ۴ شکلهای گوناگون قطبش

هیچ‌گونه خصوصیت ویژه، را طی مدت زمانی که برای آزمایشهای معمولی آزمایشگاهی لازم است، مورد تجزیه و تحلیل قرار دهیم، هیچ‌شکل قطبشی که نسبت به سایر اشکال دارای امتیازی باشد به دست نمی‌آید. در این شرایط، گفته می‌شود که تشعشع مذکور غیر قطبی است. اگر بتوان با تفکیک نهایی زمان به این‌گونه تشعشعات نگریست، در اصل، ممکن است احتمال یافتن شکلی معین از پدیدهٔ قطبش را در هر لحظه ثبت کرد. این قبیل توزیع آماری نسبت به نور غیر قطبی که به طور طبیعی رخ می‌دهد، بسیار جالب توجه است.

در شرایط خاص، مجموعه‌ای از اتمها می‌توانند باعث تشعشعی از نوع قطبی شوند که در طول مدت زمان معمولی آزمایشگاه دوام می‌آورند. بیضی دیرپای قطبش را می‌توان با دستهٔ مشابهی از پارامترها که در ترسیم بیضی لحظه‌ای قطبش به کار رفت و قبلاً "در آن باره توضیحاتی ارائه شد، رسم کرد (سه پارامتر مذکور عبارتند از زاویهٔ سمت، بیضی واربودن و دستوارگی). این نوع تشعشع را کاملاً "قطبی شده می‌نامند. شکل عمومی و متداول قطبش، قطبش بیضوی است ولی اشکال دیگر آن یعنی قطبش خطی و دایره‌ای نیز پدید می‌آید.

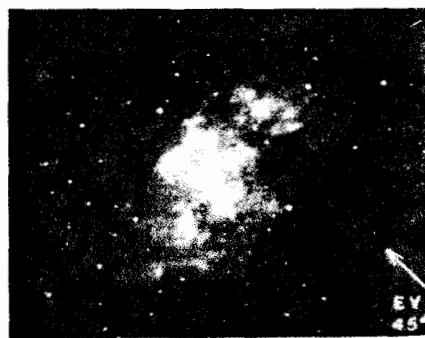
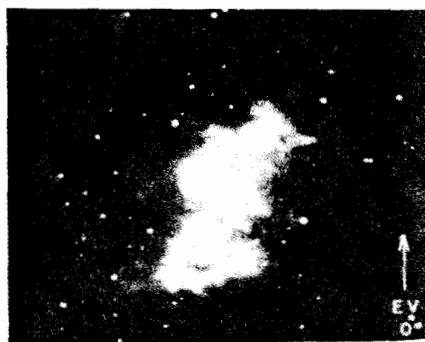
بسیاری از واکنشهای بین تشعشع و ماده (مثل بازتاب، تفرق و ...) باعث پدید آمدن اثرات قطبش می‌شود. به عبارت دیگر، تشعشع تابیده شده ممکن است غیر قطبی باشد، اما پس از واکنش متقابل احتمال می‌رود تشعشع به دست آمده قطبی شده باشد. البته، قطبش تشعشع ممکن است کامل نباشد. این نوع تشعشع را تشعشع تا اندازه‌ای قطبی شده می‌گویند. می‌توان پرتو تشعشعی را که تا اندازه‌ای قطبی شده دو پرتو مرکب دانست که یکی از آن دو پرتو کاملاً "قطبی و دیگری غیر قطبی است. در مقیاس زمانی کاملاً "تفکیک شده، پرتو نوری که تا اندازه‌ای قطبی شده است دگرگونیهایی از شکل "لحظه‌ای" قطبش از خود نشان می‌دهد که به طور متوسط، یک شکل از آنها، شاید بازوویهٔ سمت معینی، بر اشکال دیگر برتری دارد. میزان برتری به این بستگی دارد که تشعشع تا اندازه‌ای قطبی شده تا چه حدی به تشعشع کاملاً "قطبی شده نزدیک است. نسبت قدرت مؤلفهٔ قطبی شده به کل قدرت پرتو، درجهٔ قطبش پرتو نامیده می‌شود.

درجهٔ قطبش به همراه پارامترهایی که بیضی مربوط به مؤلفهٔ قطبی شده را تشریح می‌کنند، خواص قطبی یک پرتو تا اندازه‌ای قطبی شده را به طور خلاصه نشان می‌دهد. این اطلاعات قطبی به اضافهٔ روشنایی پرتو، شرح کاملی راجع به هر پرتو تشعشع ارائه می‌کند.

همهٔ پارامترهایی که برای تشریح یک پرتو معمولی تشعشع لازم است، می‌توانند اطلاعاتی راجع به موارد زیر ارائه کنند: اطلاعاتی دربارهٔ شرایط اتمهای تشعشع یافته که باعث انرژی می‌شوند، اطلاعاتی در مورد ماهیت ماده که تشعشع را در جهت ناظر پخش می‌کند یا دربارهٔ ماهیت ماده‌ای که در یک خط مستقیم بین ناظر و اتمهای تشعشع کننده قرار دارد. اگر ناظر



مایل است دانش بیشتری راجع به جهان خارج کسب کند، وی باید همه خواص مربوط به تشعشعات الکترومغناطیسی را اندازه بگیرد (شکل ۱۴-۵ را ملاحظه کنید).



شکل ۱۴-۵ گواهی بر قطبش شدید نوری در سحابی خرچنگ. این چهار تصویر در حالت‌های چرخشی معین یک قطبی کننده گرفته شده‌اند. نور قطبی شده به شکل تشعشع سینگروترون با پیچاندن الکترون‌های پر شتاب در میدان مغناطیسی به وجود می‌آید. (تصاویر از صدخانه‌های مونت ویلسون و پالومار).

#### ۱۴ - ماهیت کوانتومی تشعشعات

اگر تشعشع منتشر شده از مجموعه‌ای از اتم‌های مشابه را تجزیه کنیم، معلوم می‌شود دارای چندین طول موج مشخص است که خطوط طیفی از آن پدید می‌آیند. این طول موجها بر طبق معادله  $\lambda = \frac{v}{\nu}$  به بسامدهای متمایزی مربوط می‌شوند. در این معادله،  $\nu$  بسامد تشعشع،

$\lambda$  طول موج مشاهده شده و  $V$  سرعت امواج الکترومغناطیسی در محیطی است که طول موجها اندازه گرفته شده‌اند. بسامدهای مربوطه به نوع خاص اتمهای موجود در مجموعه بستگی دارد. اگر با جزئیات مناسب به کار تجزیه پردازیم، در خواهیم یافت که بسامدها صرفاً " تک رنگ نیستند بلکه دارای گستردگی اندکی می‌باشند. این گستردگی بسامدها، نتیجه فرآیندهای تشعشی اتمی است.

انرژی بر خلاف معادله موج مسطح، پیوسته با بسامد ثابتی منتشر نمی‌شود، بلکه طی مدت زمانهای کوتاه به شکل مقادیر مجزایی ( به نام کوانتم یا بسته موج) آزاد می‌شود. برای تشریح اختلالاتی که زمان بررسی آنها بسیار کوتاه است، گستره کوچکی از بسامدها مورد نیاز است. با این وجود، در اکثر موارد، چنین تشعشعاتی را به قدر لزوم می‌توان با معادلات ساده از نوع معادلاتی که در تشریح امواج تک رنگ مسطح به کار می‌رود، توضیح داد. مقدار انرژی که هر کوانتم حمل می‌کند برابر است با:

$$\text{بر حسب ژول} \quad h\nu = \text{انرژی}$$

که  $h$  ثابت پلانک نامیده می‌شود و با  $6.63 \times 10^{-34}$  ژول ثانیه برابر است. بدین ترتیب، شار تشعشع پیوسته نیست و قدرت هر تشعشع به تعداد کوانتمهای عبوری از یک مساحت معین بستگی دارد.

باید خاطر نشان کرد این فرآیند جذب یک کوانتم از تشعشع توسط یک اتم است که وسیله‌ای برای آشکار سازی و اندازه‌گیری تشعشعات ارائه می‌کند.

## ۱۴ - دمای مطلق و ثابت بولتزمن

در این قسمت از بحث، بهتر است نتایج آزمایشهای اساسی که بر روی گازهای توان انجام داد به یاد آوریم.

اگر فشار جرم معینی از گاز را ثابت نگه داریم و دمای آن را تغییر دهیم، حجم آن گاز با دما به صورت خطی افزایش می‌یابد. اندازه‌گیری حجم جرم یک گاز که تحت فشار ثابتی قرار دارد، وسیله‌ای برای اندازه‌گیری دما ارائه می‌کند. این وسیله را می‌توان دماسنج‌گازی با فشار ثابت نامید. رابطه بین دو جرم مختلف در شکل ۱۴ - ۶ نشان داده شده است. از تعمیم رابطه بین دما و حجم در دماهایی پایینتر از کمترین مقداری که در آزمایشگاه به آسانی حاصل می‌شوند، چنین بر می‌آید که حجم گاز در دمای  $273^\circ$  سانتیگراد صفر خواهد بود. این مقدار به جرم گاز که از آن در دما سنج با فشار ثابت استفاده می‌شود بستگی ندارد و در مقیاس دمای مطلق به عنوان مقدار صفر محسوب می‌شود، دمای مطلق هر جسم (بر حسب درجه کلوین یا  $K$ ) برای تشریح آن جسم ضروری است. بسادگی می‌بینیم که چنانچه دمای جسمی

برمقیاس سانتیگراد ( $^{\circ}\text{C}$ ) اندازه‌گیری شده باشد. دمای مطلق آن ( $\text{K}$ ) برابر خواهد بود با:

$$K = ^{\circ}\text{C} + 273. \quad (۱۴ - ۵)$$

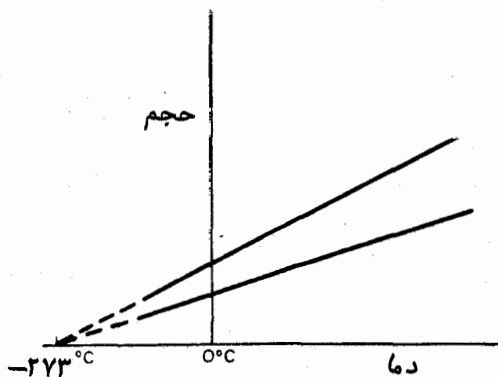
پس از معرفی دمای مطلق، میتوان معادله بنیادی حالت را برای یک گاز کامل در ساده‌ترین شکل آن ارائه کرد. این معادله به شکل زیر است:

$$PV = RT$$

در این معادله،  $P$  فشار،  $V$  حجم،  $T$  دمای مطلق گاز و  $R$  ثابتی است که به جرم گاز مورد نظر بستگی دارد. معیار کمیت یک گاز به طور رسمی یک مولکول گرم یا مول است؛ یعنی جرم گازی است که وزن مولکولی آن بر حسب گرم بیان شده باشد. (به یاد داشته باشید که یک مول در صفر درجه سانتیگراد  $۲۲/۴$  لیتر و یک اتمسفر فشار دارد). هنگامی که یک مول گاز به کار برده شود، معادله حالت به شکل زیر در خواهد آمد:

$$PV = \mathcal{R}T$$

که  $\mathcal{R}$  ثابت گاز است که اگر فشار  $P$ ، بر حسب  $\text{Nm}^{-۲}$ ، حجم  $V$ ، بر حسب  $\text{m}^۳$  و دما یعنی  $T$  بر حسب  $\text{K}$  (کلوین) باشد، آنگاه مقدار ثابت گاز برابر  $۸/۳۱ \text{ JK}^{-۱} \text{ mol}^{-۱}$  خواهد بود. در دستگاه بین‌المللی آحاد ( $\text{SI}$ )، مقدار  $\mathcal{R}$  ( $\text{SI}$ )،  $۸/۳۱ \times ۱۰^۳ \text{ JK}^{-۱} \text{ kg}^{-۱}$  می‌باشد.



شکل ۱۴ - ۶ رابطه بین حجم یک جرم معین از گاز و دمای آن وقتی که تحت یک فشار ثابت قرار گرفته است (دو خط مذکور معرف دو جرم مختلف از گاز می‌باشد).

به طور تجربی دریافته‌اند که می‌توان تعداد مولکولهای موجود در یک مول ( $N_0$ ) را

تعیین کرد و مقدار  $10^{23} \times 0.25/6$  را برای آن به دست آورده‌اند. این کمیت را به نام عدد آوگادرو می‌شناسند (که عدد آوگادرو در دستگاه بین‌المللی آحاد، برابر  $N_0 = 10^{23}$  می‌باشد). با تقسیم ثابت گاز،  $R$ ، بر عدد آوگادرو،  $N_0$ ، ثابت گاز در اتم یا مولکول،  $k$ ، به دست می‌آید. پس:

$$k = \frac{R}{N_0} = \frac{R_{(SI)}}{N_{0(SI)}}$$

مقدار  $k$  برابر  $1.38 \times 10^{-23} \text{ JK}^{-1}$  می‌باشد و به نام ثابت بولتزمن مشهور است. این ثابت در بسیاری از معادلات که برای تفسیر تشعشعات منابع آزمایشگاهی و نجومی سودمندند، دیده می‌شود.

#### ۱۴ - ۶ تشعشع جسم سیاه

تجربیات آزمایشگاهی قرن نوزدهم، نشان داد که قدرت رنگهای گوناگون یک طیف پیوسته به دمای جسم تشعشع کننده بستگی دارد. برای مثال، جسمی که بانور "قرمز کم رنگ" درخشش می‌کند، مسلماً "قسمت زیادی از انرژی خود را در ناحیه قرمز طیف و بخش کمتری از آن را در طول موجهای آبی رنگ متراکم می‌کند. اگر دمای جسم را افزایش دهند، طول موجی که حداکثر انرژی توسط آن ساطع می‌شود بیشتر به ناحیه قرمز طیف نزدیک می‌شود و آن مقدار انرژی که در طول موجهای آبی رنگ منتشر می‌شود، زیادتر می‌گردد. با اندازه‌گیری کمی قدرت انرژی منتشر شده در طول موجهای مختلف می‌توان برای هر منبع، منحنی توزیع انرژی طول موج یا منحنی انرژی را ترسیم کرد و این کار در آزمایشگاه به ازای گستره‌ای از دماها انجام می‌گیرد.

برای این که بتوان مقایسه‌ای بین بازده نثری اجسام تشعشع کننده به دست آورد، با مقایسه منحنیهای انرژی آنها با منحنیهای یک جسم فرضی که به جسم سیاه مشهور است، به یک معیار دست یافته‌اند. این نوع جسم را چنان تعریف می‌کنند که همه طول موجها را با صد درصد بازده جذب می‌کند و در نتیجه، طبق قانون کیرشهف، می‌تواند همه طول موجها را با همان بازدهی، منتشر کند. نمونه‌نسبه مشابه جسم سیاه را می‌توان در آزمایشگاه به شکل یک روزنه کوچک در یک کره تو خالی به وجود آورد که سطح داخلی آن را سیاه کرده‌اند. این روزنه باعث می‌شود تشعشع از یک طرف کره به طرف دیگر آن که به منزله جسم سیاه است سیر کند.

توضیح ریاضی گونه منحنی انرژی یک جسم سیاه، فیزیکدانان کهنه پرست قرن نوزدهم

را مغلوب کرد تا این که در سال ۱۹۰۰ پلانک<sup>۱</sup> این امر را مسلم دانست که انرژی باید با واحدهای منفرد کوچکی به نام کوانتم (در اوایل فصل به آن اشاره شده است) منتشر شود. انرژی موجود،  $E$ ، در هر کوانتم از رابطه زیر به دست می‌آید:

$$E = h\nu, \quad (۱۴-۶)$$

که  $\nu$  بسامد کلاسیک تشعشع منتشر شده و  $h$  ثابت پلانک است که تصمیم گرفته شد تا مقدار آن  $۶/۶۳ \times ۱۰^{-۳۴}$  ژول ثانیه باشد. با بهره‌وری از مفهوم کوانتم، پلانک نشان داد که منحنی انرژی یک جسم سیاه را می‌توان با یک منحنی از طریق معادله زیر ارائه کرد:

$$B_{\nu} = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\exp(h\nu/kT) - 1} d\nu. \quad (۱۴-۷)$$

کمیت  $B_{\nu}$ ، درخشندگی یا شدت ویژه تشعشع است که از یک جسم سیاه در گستره بسامدی  $\nu$  تا  $\nu + d\nu$  در هر واحد سطح در هر واحد زاویه فضایی و در هر واحد زمان منتشر می‌شود و در سمت راست معادله فوق  $h$  ثابت پلانک،  $c$  سرعت نور،  $k$  ثابت بولتزمن و  $T$  دمای مطلق است. از معادله (۱۴-۷) در می‌یابیم که شدت ویژه تشعشع جسم سیاه تنها به دمای آن جسم بستگی دارد و نه به پارامترهایی از قبیل اندازه یا شکل آن. همچنین می‌بینیم که در گستره  $\nu$  هیچ محدودیتی وجود ندارد و آن تشعشع یک جسم که در جایی از ناحیه مرئی طیف دارای شدت ویژه است، نیز تشعشعی در نور مادون قرمز یا ماورای بنفش پدید خواهد آورد که براحتی قابل اندازه‌گیری است. باید متذکر شد که نورهای مذکور به ترتیب توسط هرشل و ریتر کشف شدند.

گاهی معادله (۱۴-۷) به شکل دیگری مطرح می‌شود که در آن شدت ویژه بر حسب گستره طول موجی  $\lambda$  تا  $\lambda + d\lambda$  منظور می‌شود و در این شکل، منحنی پلانک به صورت زیر نوشته می‌شود:

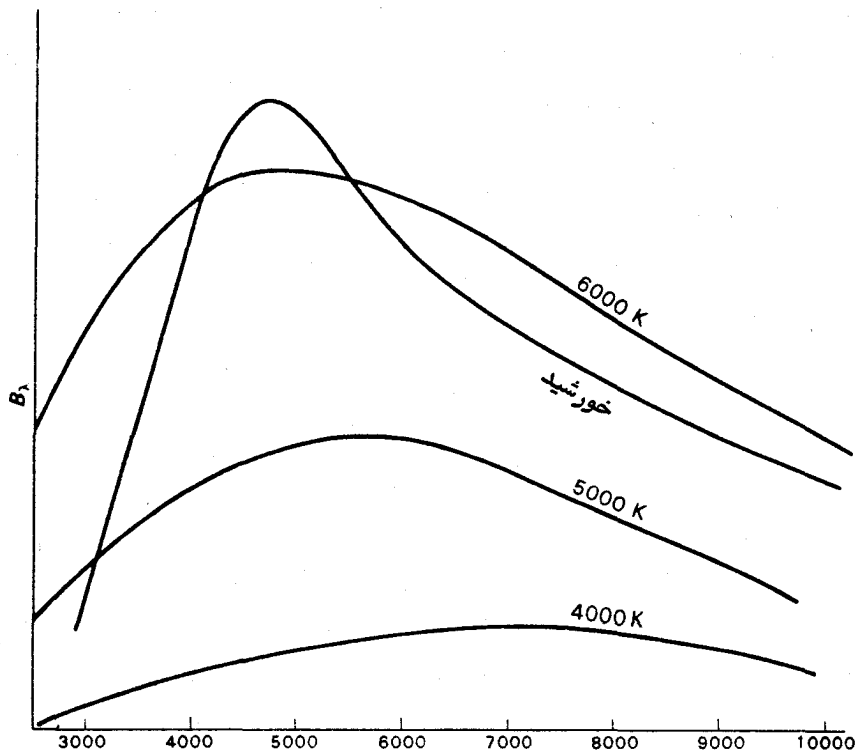
$$B_{\lambda} = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\exp(hc/\lambda kT) - 1} d\lambda. \quad (۱۴-۸)$$

زیرا طبق تعریف  $\nu = c/\lambda$  است، پس  $d\nu = c(d\lambda/\lambda^2)$  می‌باشد.

نمودار منحنی انرژی که طی معادله (۱۴-۸) تشریح شد، در شکل (۷-۱۴) به‌ازای دماهای

$۴۰۰۰\text{ K}$ ،  $۵۰۰۰\text{ K}$  و  $۶۰۰۰\text{ K}$  یک جسم سیاه نشان داده شده است.

با اندازه‌گیری منحنیهای انرژی ستارگان معلوم می‌شود که اکثریت آنها تا حد زیادی به منحنیهای جسم سیاه منطبق است. براساس شکل خاص منحنی اندازه‌گیری شده، می‌توان



طول موج بر حسب آنگستروم

شکل ۱۴ - ۷ منحنیهای تشعشعی جسم سیاه در دماهای ۴۰۰۰، ۵۰۰۰، ۶۰۰۰ کلوین .  
 منحنی انرژی خورشید نیز برای مقایسه ترسیم شده است . دمای مؤثر خورشید تقریباً ۵۸۰۰ درجه کلوین ( K ) است .

برای هر ستاره دمایی را قائل شد . به طور کلی ، واژه دمای مؤثر برای تشریح یک منبع به کار می رود و تعریف آن چنین است : دمای جسم سیاهی که با شدت ویژه مشابهی همچون شدت ویژه منبع مورد نظر که در تمام طول موجها به صورت مجتمع می باشد ، منتشر می شود . خواهیم دید که توزیع انرژی - طول موج تشعشع از منبع ممکن است دارای هر شکل اختیاری باشد و برای تعیین یک دمای مؤثر خاص منحصر نباشد . منحنی انرژی منبع ممکن است از نظر شکل با منحنی جسم سیاهی که با دمای مؤثر تعیین شده مطابق است ، فرق کند .  
 طول موجهایی که توسط متخصصان ستاره شناسی رادیویی مورد تجزیه و تحلیل قرار

گرفته است، خیلی بلندتر از طول موجهای ناحیه نوری است. بنابراین در اکثر موارد، در ناحیه رادیویی فرض این نکته که  $\lambda kT$  خیلی بزرگتر از  $hc$  است منطقی می‌باشد و همچنین می‌توان نوشت:  $kt < hv$ . بدین ترتیب عباراتی که تشریح کننده منحنی جسم سیاه هستند به این شکل که جمله  $\exp(hc/\lambda kT)$  را به صورت  $[1 + (\frac{hc}{\lambda kT})]$  و جمله  $\exp(hv/kT)$  را به صورت  $[1 + (\frac{hv}{kT})]$  می‌توان نوشت، خلاصه می‌شوند. از این رو، معادلات (۷-۱۴) و (۸-۱۴) را می‌توان برای ناحیه رادیویی دوباره به شکل زیر نوشت:

$$B_{\nu} = \frac{2kT}{\lambda^2} d\nu \quad (9-14)$$

و:

$$B_{\lambda} = \frac{2ckT}{\lambda^4} d\lambda. \quad (10-14)$$

این دو معادله را به نام تقریب ریلی-جینز<sup>۱</sup> درباره قانون جسم سیاه می‌شناسند. در واقع قانون ریلی-جینز در زمینه فیزیک کلاسیک مطرح شد زیرا در تشریح منحنیهای مشاهده شده جسم سیاه، بویژه در نور ماورای بنفش موفق نبود و به همین دلیل مفهوم جدید کوانتم توسط پلانک مطرح شد.

قبل از تشریح انقلابی پلانک درباره منحنی جسم سیاه، دو قانون مهم دیگر نیز در مورد تشعشع کشف گردید. اولین آنها که قانون استفان یا قانون استفان-بولتزن نام دارد، می‌گوید که مجموع انرژی یک جسم سیاه، کل  $E_{\nu}$ ، که در همه طول موجها در واحد سطح و واحد زمان منتشر شده است با توان چهارم دمای مطلق آن جسم،  $T$ ، متناسب است. پس داریم:

$$\text{کل } E_{\text{tot}} = \sigma T^4 \quad (11-14)$$

در این فرمول،  $\sigma$  ثابت استفان<sup>۲</sup> است. به نظر می‌رسد استفان در سال ۱۸۷۹ میلادی در مورد این قانون تخمین دقیقی زده است که بولتزن در سال ۱۸۸۴ میلادی به لحاظ نظری بدان دست یافته است. مقدار  $\sigma$  را می‌توان با گرفتن انتگرال منحنی جسم سیاه به دست آورد.

بدین ترتیب که :

$$\sigma = \frac{2\pi^5 k^4}{15c^2 h^3} = 5.67 \times 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}.$$

دومین قانون مهم مربوط به منحنی تشعشع جسم سیاه، قانون جابجایی وین<sup>۱</sup> است که در سال ۱۸۹۶ میلادی مطرح شد و می‌گوید که حاصل ضرب طول موجی که در آن حداکثر تشعشع آزاد می‌شود و دمای جسم سیاه ثابت می‌باشد. این قانون را می‌توان به شکل زیر بیان کرد :

$$\lambda_{\max} T = \text{ثابت} \quad (14-12)$$

که مقدار عددی ثابت برابر  $2.9 \times 10^{-3} \text{ m K}$  است. بنابراین قانون وین وسیله‌ای برای تعیین دمای یک جسم در هر فاصله ارائه می‌کند بدون آن که مقدار انرژی مطلق را که آن جسم از خود ساطع می‌کند اندازه بگیرد. با بررسی طیف و تشخیص طول موجی که در آن بیشترین انرژی آزاد می‌شود، دانستن ثابت وین محاسبه دمای جسم را ممکن می‌سازد. البته، در ستاره‌شناسی، این روش به گستره‌اندکی از دماها محدود می‌شود (قسمت ۲۱-۵ ملاحظه کنید).

## ۱۴ - نظریه اتمی بوهر

۱۴-۷-۱ مقدمه

در آغاز قرن بیستم آزمایشهایی صورت گرفت که نشان داد اتمها دارای ذرات تشکیل دهنده‌ای هستند. در نتیجه تحقیقاتی که درباره تخلیه الکتریکی درون گازها انجام شد "تشعشعی" کشف گردید که باعث می‌شد بر روی جدارهای شیشه‌ای لامپ تخلیه و در قسمت مقابل انتهای لامپ متصل به ولتاژ منفی، پدیده فلورسانس صورت گیرد. در ابتدا بر این تشعشع نام اشعه کاتدی گذاشتند زیرا به نظر می‌رسید که از قطب منفی یا کاتد صادر می‌شود. آزمایشهایی که با میدانهای الکتریکی و مغناطیسی انجام شد نشان داد که این اشعه از ذراتی با بار منفی تشکیل شده‌اند و نام الکترون بر آنها گذاردند. تعیین نسبت بار آنها به جرم آنها  $(e/m_e)$  نشان داد که این نسبت حدود  $1.84 \times 10^8$  بار بزرگتر از همین نسبت  $(e/M)$  است که فاراده<sup>۲</sup> برای یون هیدروژن به دست آورد. چون معلوم شد که بارهای نوع ذره یکسان



می‌باشد، نتیجه گرفتند که جرم الکترون تنها  $\frac{1}{1840}$  جرم یون هیدروژن است. بلافاصله مشخص شد که الکترون با چنین جرم اندکی نمی‌تواند در جدول تناوبی عناصر شیمیایی جای بگیرد و پیشنهاد شد که یکی از اجزای اصلی اتم محسوب شود. آزمایشی که توسط میلیکان<sup>۱</sup> در سال ۱۹۰۵ میلادی صورت گرفت بار الکترونی ( $e = 1.6 \times 10^{-19} \text{ C}$ ) را تعیین کرد و این عمل، تعیین جرم الکترون،  $m_e$ ، را مقدور ساخت ( $m_e = 9.1 \times 10^{-31} \text{ kg}$ ).

در آزمایشی دیگر با لامپ تخلیه، گلدشتاین<sup>۲</sup> سوراخهای کوچکی در کاتد ایجاد کرد و به کشف آنچه که او اشعه‌های کانال می‌نامید و از آن‌د لامپ جریان می‌یافت نایل شد. دوباره معلوم شد که این اشعه‌ها دارای ماهیت ذره‌ای هستند و نسبت  $e/M$  برای ذرات به گاز درون لامپ بستگی دارد. بیشترین مقدار  $e/M$  وقتی به دست می‌آید که اشعه‌های کانال در داخل یک لامپ تخلیه هیدروژنی پدید آیند. این موضوع نشانه‌ای از یون هیدروژن بود که واحد اصلی بار مثبت می‌باشد و بر همین اساس آن را پروتون نامیدند.

با کشف دو ذره اصلی - یعنی الکترون و پروتون - مسأله درک ماهیت اتم‌ها آغاز شد. آزمایش دیگری توسط لرد راترفورد<sup>۳</sup> در سال ۱۹۱۱ میلادی صورت گرفت که اکنون به نام آزمایش تفرق ذره  $\alpha$  معروف است. در این آزمایش وی نشان داد که بار مثبت درون اتم در مرکز آن انباشته شده و هسته به نسبت فواصل بین اتمها، فضای اندکی را فرا گرفته است. او پیشنهاد می‌کرد برای این که یک اتم از نظر الکتریکی خنثی باشد، باید تعداد صحیحی از الکترونها در اطراف هسته باشد و در مدارهایی مشابه مدار سیارات به دور خورشید، حول هسته بچرخند. این تشریح باعث بروز مشکلاتی شد چون به محض ارائه با قوانین فیزیک کلاسیک در تضاد بود. اگر الکترونها در مدارهایی دایره‌ای یا بیضوی به دور هسته مثبت می‌چرخند، پس تحت شتاب ثابتی در امتداد خط متصل کننده الکترون و هسته قرار دارند. بر طبق قوانین کلاسیک ماکسول و لورنتز<sup>۴</sup>، باری که تحت شتاب است، از خود امواج الکترومغناطیسی ساطع می‌کند که با مجذور شتاب متناسب است. قوانین کلاسیک پیش بینی می‌کنند که الکترونها آن‌گونه که راترفورد بیان می‌کرد نمی‌توانند در این مدارها جای بگیرند، زیرا بسرعت انرژی مداری خود را به دلیل تشعشع و گردش مارپیچ به دور هسته از دست می‌دهند. البته بوهر در سال ۱۹۱۳

1- Millikan

2- Goldstein

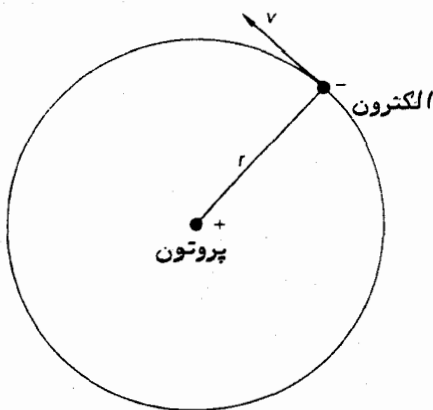
3- Lord Rutherford

4- Lorentz

میلادی با مفهوم کوانتمی که بر اصل پیشنهادی پلانک پایه ریزی شده بود، بر این مشکل فائق آمد. نظریه او برای اولین مرحله درباره اتم هیدروژن، به دلیل سادگی ظاهری آن، به کار برده شد.

### ۱۴-۷-۲ اتم هیدروژن بوهر<sup>۱</sup>

طبق نظریه بوهر، اتم هیدروژن از هسته سنگینی با بار مثبت تشکیل یافته که الکترون تحت یک نیروی مرکزی به دور آن می چرخد. این نیروی مرکزی از نیروی الکترواستاتیکی پدید می آید که به طور معمول بین اجسام باردار وجود دارد. (چون جرم پروتون،  $M$ ، خیلی از جرم الکترون،  $m_e$ ، بزرگتر است می توان فرض کرد که پروتون در مرکز ثابتی از مدار الکترون قرار دارد). این مدار در شکل ۱۴-۸ نشان داده شده است. ما برای سهولت امر، ساده ترین حالت مدار یک الکترون را که دایره ای می باشد انتخاب کرده ایم.



شکل ۱۴-۸ نمونه اتم هیدروژن بوهر

فرض کنید الکترون در فاصله  $r$  از پروتون قرار دارد و سرعت آن  $v$  و انرژی آن  $E$  است. در این حال انرژی الکترون شامل دو قسمت است، یکی انرژی جنبشی (K.E.) و دیگری انرژی پتانسیل (P.E.) به طوری که:

(۱۴-۱۴)

$$E = K.E. + P.E.$$

بر اساس علم دینامیک کلاسیک، انرژی جنبشی الکترون  $m_e v^2/2$  می‌باشد. قانون کولن که درباره نیروی موجود بین اجسام باردار است، نشان می‌دهد که نیروی الکترواستاتیک  $F$ ، بین پروتون و الکترون به قرار زیر است:

$$F = \frac{e^2}{4\pi\epsilon_0 r^2}$$

در این فرمول،  $\epsilon_0$  نفوذ پذیری فضای آزاد می‌باشد و برای این که مدار پایدار بماند باید آن را با نیروی گریز از مرکز یعنی  $m_e v^2/r$  میزان کرد. از این رو:

$$\frac{m_e v^2}{r} = \frac{e^2}{4\pi\epsilon_0 r^2}$$

بنابراین داریم:

$$v = e(4\pi\epsilon_0 m_e r)^{-1/2}$$

بدین ترتیب انرژی جنبشی برابراست با:

$$\text{K.E.} = \frac{1}{2} \frac{e^2}{4\pi\epsilon_0 r} \quad (14-14)$$

انرژی پتانسیل اتم را می‌توان با در نظر گرفتن این که الکترون در حرکت نمی‌باشد و در فاصله‌ای از پروتون واقع است، مورد ارزیابی قرار داد. اگر فاصله تغییر کند، باید کار انجام شود تا الکترون در فاصله جدیدی از پروتون قرار گیرد. به عبارت بهتر، با افزایش فاصله، مقدار کار مثبتی باید در مقابل نیروی جاذبه بین دو ذره انجام شود و با کاهش فاصله، مقدار منفی کار باید صورت گیرد. مقدار کار انجام شده در تغییر فاصله با تغییر انرژی پتانسیل سیستم مطابق است. در یک مدار پایدار، انرژی پتانسیل از طریق کاری تعیین می‌شود که وظیفه آن رساندن الکترون از بینهایت به فاصله‌ای از پروتون است که با شعاع مدار تعیین می‌شود و چون یکی از نیروهای بین ذرات نیروی جاذبه است، می‌بینیم که این یک کمیت منفی می‌باشد. حال، کار انجام شده برابر است با نیرو ضرب در فاصله طی شده و چون نیرو به فاصله ذرات بستگی دارد، مجموع کاری که صرف رساندن یک ذره از بینهایت به فاصله مداری می‌شود با گرفتن انتگرال به دست می‌آید. بدین ترتیب، انرژی پتانسیل الکترون در مدار آن برابر است با:

$$\text{P.E.} = \frac{1}{4\pi\epsilon_0} \int_{\infty}^r \frac{e^2}{r^2} dr$$

و بنابراین:

$$\text{P.E.} = -\left(\frac{1}{4\pi\epsilon_0}\right)\frac{e^2}{r} \quad (14-15)$$

با به کار بستن دو معادله (۱۴-۱۴) و (۱۵-۱۴)، معادله (۱۴-۱۳) را به شکل زیر خلاصه می‌کنیم:

$$E = -\frac{1}{2}\left(\frac{1}{4\pi\epsilon_0}\right)\frac{e^2}{r} \quad (14-16)$$

اندازه حرکت زاویه‌ای،  $H$ ، الکترون در مدارش از رابطه کلاسیک زیر به دست می‌آید:

$$H = m_e v r$$

و بنابراین:

$$H = e\left(\frac{m_e r}{4\pi\epsilon_0}\right)^{1/2} \quad (14-17)$$

بوهر اظهار می‌کرد که بر خلاف اصول مکانیک کلاسیک، شعاعهای مدار نمی‌توانند هرگونه مقداری را بپذیرند. طبق پیشنهاد او، الکترون تنها می‌تواند در مدارهای مقدم به دور پروتون بچرخد و این که اندازه این گونه مدارها با در نظر گرفتن اندازه حرکت زاویه‌ای الکترون به دور هسته که مقدار آن از مضرب صحیح واحد  $\frac{h}{\pi}$  به دست می‌آید، مشخص می‌شود.  $h$  ثابت پلانک است. بنابراین تصور کلی او یکی از اصول کوانتومی شدن اندازه حرکت زاویه‌ای می‌باشد.

طبق این اصل، مسلم شد که هرگاه الکترون در یک مدار کوانتومی شده قرار گیرد، از خود انرژی منتشر نخواهد کرد. مشابه اصول مکانیک کلاسیک که تغییر در مدار با تغییر در انرژی منطبق است، هنگامی تغییری در انرژی صورت می‌گیرد که یک الکترون از مداری کوانتومی شده به مدار دیگری پرش نماید. در لحظه پرش، انتقال به وسیله انتشار یا جذب تشعشع الکترون-مغناطیسی صورت می‌گیرد ولی چون مدارها کوانتومی شده‌اند، مقدار تشعشعی که مستلزم این عمل می‌باشد نیز کوانتومی شده است. به عبارت دیگر، تشعشع منتشر شده یا جذب شده اتمها، کوانتومی می‌باشد.

با ادامه فرض بوهر، معادله (۱۴-۱۷) را می‌توان بدین صورت نوشت:

$$\frac{nh}{2\pi} = e\left(\frac{m_e r}{4\pi\epsilon_0}\right)^{1/2}$$

که  $n$  هر عدد صحیحی می‌باشد ( $n = 1, 2, 3, \dots, 1000$ ). بنابراین، شعاع مدارهای بوهر را می‌توان چنین بیان کرد:

$$r = \frac{\epsilon_0 n^2 h^2}{\pi e^2 m_e} \quad (14-18)$$

حال با قرار دادن  $n = 1$  و مقادیر  $\epsilon_0, h, e$  و  $m_e$  اندازه کوچکترین مدار بوهر به دست می‌آید که برابر است با مقدار  $m \times 10^{-11}$  یا  $53/30$  آنگستروم. با جایگزین کردن معادله (14-18) در معادله (14-16)، انرژیهای مدارهای بوهر را به دست می‌آوریم:

$$E_n = -\frac{e^4 m_e}{8 \epsilon_0^2 n^2 h^2} \quad (14-19)$$

انرژی اولین مدار که به حالت زمینه مشهور است، با این فرض که  $n = 1$  است به دست می‌آید که برابر  $2/17 \times 10^{-18}$  ژول می‌باشد.

خیلی بهتر است که انرژی مدارهای الکترونی را بر حسب واحدی به نام الکترون ولت (eV) بیان کنیم تا بر حسب ژول. یک الکترون ولت انرژی است که توسط یک الکترون بعد از آن که با اختلاف پتانسیل ۱ ولت به شتاب درآید، کسب می‌شود. پس:

$$1 \text{ eV} = \text{اختلاف پتانسیل } x \text{ بار الکتریکی}$$

چون بار یک الکترون  $1/6 \times 10^{-19}$  کولن است، پس خواهیم داشت:

$$1 \text{ eV} = 1/6 \times 10^{-19} \text{ ژول}$$

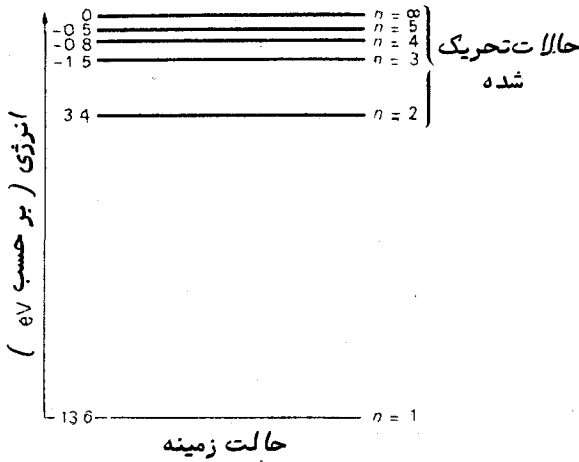
انرژی حالت زمینه در اتم هیدروژن بر حسب الکترون ولت چنین به دست می‌آید:

$$-\frac{2/17 \times 10^{-18}}{1/6 \times 10^{-19}} \text{ eV} = -13/6 \text{ eV}$$

و انرژی سایر مدارها یا حالات تحریک شده به قرار زیر است:

$$E_n = \frac{-13/6}{n^2} \text{ eV} \quad (14-20)$$

اغلب ترازهای انرژی را به صورت مجموعه‌ای از خطوط نمایش می‌دهند و ترازهای انرژی اتم هیدروژن را در شکل ۱۴-۹ می‌بینید.



شکل ۱۴ - ۹ ترازهای انرژی اتم هیدروژن

#### ۱۴-۷-۳ طیف هیدروژن

بوهرموفق شد با ارائه این نمونه از اتم هیدروژن که دربرگیرنده کوانتمی کردن انرژیهای مداری بود، طیفهای نشری خطی را توجیه کند، خصوصاً "طیف هیدروژن که بالمر" در سال ۱۸۸۵ میلادی دریافته بود که طبق یک فرمول ساده تشکیل شده است. بوهراظهار می کرد تغییر تراز انرژی یا انتقال با عمل جذب یا انتشار یک کوانتم از تشعشعی که انرژی آن  $h\nu$ ، از فرمول پلانک به دست می آید، منطبق است. بدین ترتیب، اگر دو تراز انرژی را با  $E_m$  و  $E_n$  مشخص کنیم، اختلاف انرژی آن دو به قرار زیر خواهد بود:

$$\Delta E = E_m - E_n = h\nu.$$

بنابراین در انتقال بین ترازهای  $m$  و  $n$ ، انتظار می رود که یک خط طیفی در بسامد  $\nu$  صورت می گیرد. البته در حالت انتقال به ترازهای پایینتر (یعنی از یک حالت تحریک شده به حالت کمتر تحریک شده) این خط نشری می باشد و در مورد انتقال به ترازهای بالاتر، این خط جذبی است. بر این اساس، خطوط طیفی باید در بسامدهای زیر آشکار شوند:

$$\nu = \frac{E_m - E_n}{h}.$$

یا بر حسب طول موج:

$$\lambda = \frac{ch}{E_m - E_n} \quad (14-21)$$

با جایگزین کردن مقادیری برای  $E_m$  و  $E_n$  (معادله ۱۴-۱۹) را ببینید، خواهیم

داشت:

$$\lambda_{mn} = \frac{8\epsilon_0^2 ch^3}{e^4 m_e} \frac{1}{(1/n^2 - 1/m^2)}$$

حال اگر مقادیر ثابت را در این فرمول قرار دهیم، فرمول بالا به شکل زیر خلاصه می‌شود:

$$\lambda_{mn} = 19/12 \times 10^{-8} \frac{1}{\left(\frac{1}{n^2} - \frac{1}{m^2}\right)} \text{ m}$$

یا:

$$\lambda_{mn} = \frac{912}{\left(\frac{1}{n^2} - \frac{1}{m^2}\right)} \text{ بر حسب آنگستروم} \quad (14-22)$$

طبق معادله ۱۴-۲۲ می‌بینیم که خطوط طیفی را می‌توان به سهولت به شکل سری‌هایی

بیان کرد که سری اول آن معادل  $n=1, m \geq 2$  (سری لیمن<sup>۱</sup>) است. سری‌های بعد معادل $n=2, m \geq 3$  (سری بالمر<sup>۲</sup>) و  $n=3, m \geq 4$  (سری پاشن<sup>۳</sup>) و  $n=4, m \geq 5$  (سری براکت<sup>۴</sup>)و  $n=5, m \geq 6$  (سری فوند<sup>۵</sup>) می‌باشد. سری‌هایی که بویژه در ستاره شناسی حائز اهمیت هستند

در شکل ۱۴-۱۰ نشان داده شده و طول موج خطوط طیفی اصلی که با خطوط تخمینی نظریه

ساده بوهر توافق کاملی دارند (معادله ۱۴-۲۲) را ملاحظه کنید، در جدول ۱۴-۲

آورده شده است.

طبق جدول ۱۴-۲ در می‌یابیم که سری لیمن در ناحیه ماورای بنفش قرار دارد. این

سری در سال ۱۹۰۶ میلادی قبل از تئوری بوهر کشف شد. سری بالمر در ناحیه مرئی طیف

1- Lyman

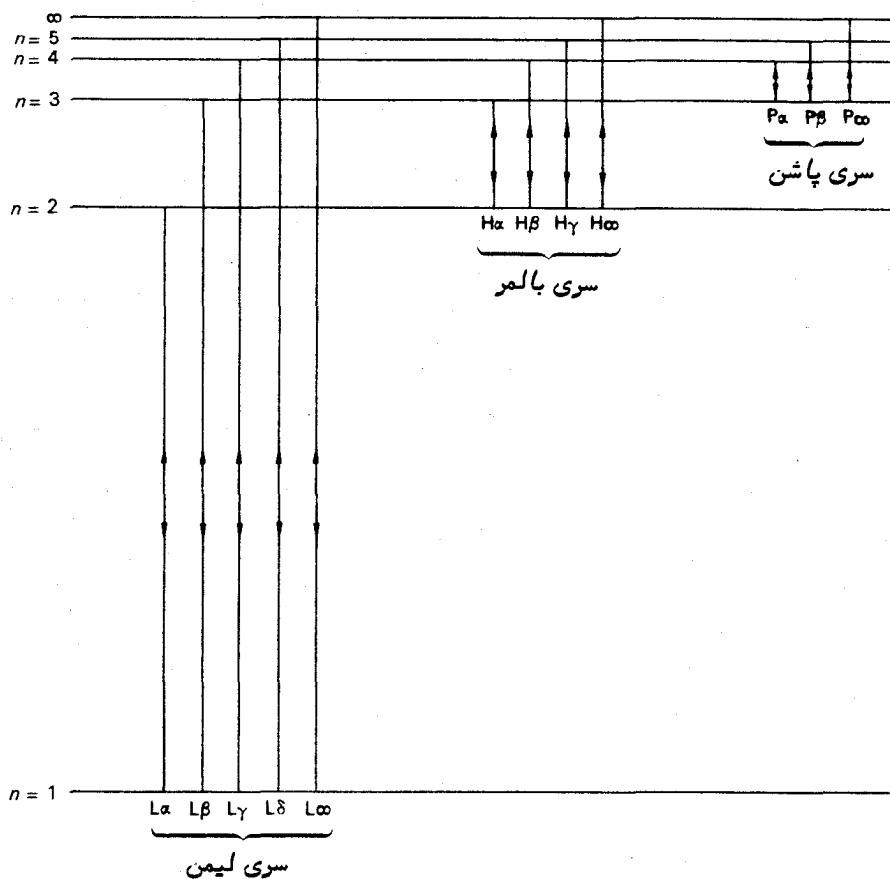
2- Balmer

3- Paschen

4- Brackett

5- Pfund

قرار دارد و ویژگی مهمی در طیف ستارگان دارد. سه خط از این سری، یعنی  $H\gamma$  و  $H\beta$ ،  $H\alpha$  به ترتیب با خطوط C، F و G فرانهوفر مطابق است.



شکل ۱۴ - ۱۰ انتقال انرژی که سبب به وجود آمدن سریهای لیمان، بالمر و پاشن در طیف هیدروژن می شود.

اگر یک اتم هیدروژن به حدی تحریک شده باشد که تراز انرژی را که از حد بالایی آن فراتر است بپذیرد (در دینامیک کلاسیک چنین حدی وجود ندارد)، آنگاه الکترون اتم را ترک می کند و گفته می شود که اتم یونیزه شده است. حالت عکس آن نیز قابل تصور است یعنی الکترونی که از مجاورت هسته می گذرد در یکی از مدارهای مجاز آن داخل می شود. در این مورد، فوتون



منتشر شده با اختلاف بین انرژی الکترون در مدارهای آزاد و بسته آن مطابق است. چون گستره ترازهای انرژی آزاد، پیوسته است فوتون منتشر شده می‌تواند دارای گستره پیوسته‌ای از طول موجها باشد. بنابراین، انتظار می‌رود یک طیف پیوسته وجود داشته باشد که از طول موجی که با حد سری ( $m = \infty$ ) مشخص می‌شود شروع و به طول موجهای کوتاهتر ختم شود. این طیف بنا به این موضوع که الکترون با هسته هیدروژن احاطه یا طرد شود، می‌تواند یک طیف نشری پیوسته یا جذبی پیوسته باشد. تأثیر جذب در حد سری بالمر، ویژگی اغلب طیفهای ستاره‌ای است.

جدول ۱۴-۲ موضع طول موجهای خطوط طیفی در طیف هیدروژن

$n=3$ سری پاشن		$n=2$ سری بالمر		$n=1$ سری لیمن	
	$\lambda(\text{\AA})$		$\lambda(\text{\AA})$		$\lambda(\text{\AA})$
$m=4$ Pa	۱۸۷۵۱	$m=3$ Ha (خط C فرانهوفر)	۶۵۶۲	$m=2$ La	۱۲۱۵
$m=5$ P $\beta$	۱۲۸۱۸	$m=4$ H $\beta$ (خط F فرانهوفر)	۴۸۶۱	$m=3$ L $\beta$	۱۰۲۵
$m=6$ P $\gamma$	۱۰۹۳۸	$m=5$ H $\gamma$ (خط G فرانهوفر)	۴۳۴۰	$m=4$ L $\gamma$	۹۷۲
o		o		$m=5$ L $\delta$	۹۴۹
-		-		o	
o		o		-	
-		-		o	
$\infty$	۸۲۰۸	$\infty$	۳۶۴۶	-	
				$\infty$	۹۱۲

نظریه بوهر در تشریح اتمهای منتشرکننده که تنها یک الکترون دارند مفید است. به عبارت دیگر این نظریه را می‌توان در تشریح طیفهای هلیوم یکبار یونیزه شده یا لیتیموم دوبار یونیزه شده یا بریلیوم سه بار یونیزه شده تعمیم داد ولی از نظر کمی وقتی که آن را در مورد مجموعه اتمهایی که دارای دو الکترون یا بیشتر هستند به کار برده‌اند پیشرفت اندکی حاصل شده است. اکنون جای این نظریه را با آنچه که به نام نظریه کوانتومی جدید یا مکانیک موجی مشهور است عوض کرده‌اند. به کمک اصول ریاضی این نظریه‌هاست که می‌توان الگوهای پیچیده

و ساختار ظریف درون طیف اتمهای سنگینتر را توجیه کرد ولی بهر حال بحث در این مورد از اهداف این کتاب نیست .

## ۱۴ - اثر زیمن

در اواسط قرن نوزدهم فاراده طیف نشری بخار سدیم را که در یک میدان مغناطیسی قرار داده بود بررسی کرد . البته وسایل و ابزار وی آن قدر حساس نبود که اثر ناشی از میدان مغناطیسی را نشان دهد . زمین<sup>۱</sup> در سال ۱۸۹۶ میلادی همین آزمایشها را با وسایل و ابزار حساستری تکرار کرد و نشان داد که خطوط نشری پهن شده اند . در مدت کوتاهی بعد از او ، لورنتز نظریه‌ای بنا نهاد که بر تئوری الکترونی ماده پایه ریزی شده بود . او اظهار کرد که اگر از نزدیک به این پهن شدگی نگاه کنیم در بین خطوط نوعی شکافتگی مشاهده خواهد شد . نظریه وی همچنین پیش بینی کرد که نور خطوط شکافته شده باید قطبی باشد . هنگامی که میدان مغناطیسی در جهت امتداد خط دید قرار دارد (یک میدان طولی) در مرحله‌ایی از طول موج ، دو خط مشاهده خواهد شد که در دو طرف محل خط نشری ، وقتی که هیچ میدانی وجود ندارد قرار گرفته‌اند . این خطوط باید از نظر قطبش دایره‌ای ، ولی از نظر دستارگی متضاد یکدیگر باشند . زمانی که میدان در عرض خط دید قرار دارد ( میدان عرضی ) باید سه خط مشاهده شود ، یک خط در محل طبیعی خود و با جهت ارتعاشی موازی با میدان که از نظر قطبش خطی است و خطوط دیگر باید در دو طرف محل طبیعی قرار داشته باشند و این هر دو خط دارای قطبش خطی و ارتعاش عمود نسبت به میدان مغناطیسی باشند . مدتی بعد شکافتگی خطوط و خاصیت قطبش نور آنها توسط زمین تعیین شد . ویژگیهای مهم اثر کلاسیکی زمین در شکل ۱۴ - ۱۱ نشان داده شده است .

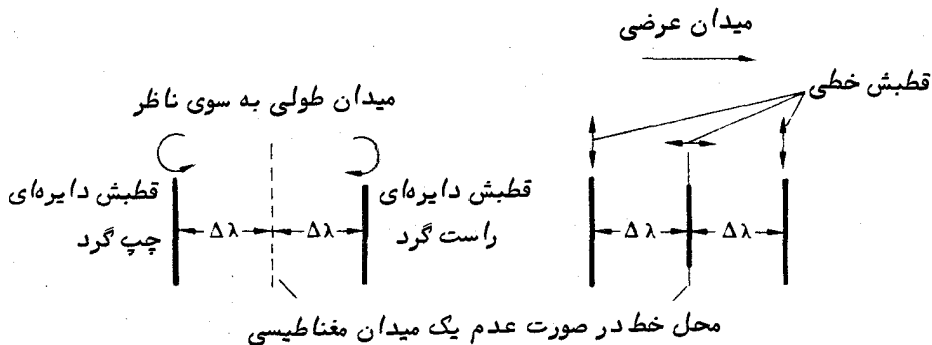
بر طبق نظریه لورنتز ، خطوط شکافته شده باید در فواصلی از محل خطی که در آنجا میدان مغناطیسی وجود ندارد . آشکار شوند که بر حسب تغییر بسامد از فرمول زیر به دست می‌آید :

$$\Delta\nu = \pm \frac{eH}{4\pi m_e c}$$

در این فرمول ،  $H$  قدرت میدان مغناطیسی است . از این رو ، درجه شکافتگی خطوط به قدرت میدان بستگی دارد . با یادآوری این که  $\nu = \frac{c}{\lambda}$  است بسادگی می‌توان نشان داد که  $-\frac{c}{\lambda^2}$  و بنابراین  $\frac{d\nu}{d\lambda} = -\frac{\lambda^2}{c}$  است . بدین ترتیب ، شکافتگی زمین را می‌توان بر حسب تغییر

بسامد بیان کرد :

$$\Delta\lambda = \pm \frac{eH\lambda^2}{4\pi m_e c^2}$$



شکل ۱۴ - ۱۱ اثر کلاسیکی زمین در طیف نشی که محل خطوط مشاهده شده و کیفیت قطبش نور آنها را هنگامی که اتمهای تشعشع‌کننده در یک میدان مغناطیسی قرار دارند نشان می‌دهد .

و وقتی که  $H$  بر حسب گاوس است ، خواهیم داشت :

$$\Delta\lambda = \pm \frac{4}{67} \times 10^{-13} \lambda^2 H \text{ (آنگستروم)} \quad (14 - 23)$$

اثر زمین را می‌توان در خطوط جذبی نیز نشان داد و از طریق اندازه‌گیری‌هایی که از طیفها به عمل آمده ، احتمال تعیین اندازه میدانهای مغناطیسی خورشید و برخی ستارگان ویژه می‌رود . البته در عمل ، شکافتن خطوط طیفی توسط میدان مغناطیسی از آنچه که بانظریه لورنتز پیش بینی می‌شود بسیار پیچیده‌تر است .

## ۱۴ - ۹ سرعت نور

هم اکنون در خواهید یافت که سرعت نور در خلاء و در واقع سرعت تمام امواج الکترو-مغناطیسی ثابت بنیادی است و مقدار آن در تشریح فرآیندهای مختلف فیزیکی و فرمولهای مربوط به آنها آشکار می‌شود . این ثابت بنیادی طبیعت یکی از نکات ابتدایی برداشت ما از عملکرد ماده است که از مراحل نهایی فرآیندهایی که در برگزیده اتمهای منفرد هستند آغاز و تا فرآیندهایی که شامل گردآوری کامل ماده در عالم است ، ادامه می‌یابد . در واقع ، به دلیل آزمایشهای مربوط به سرعت نور بود که این نظریه‌های فیزیکی جدید و بویژه نظریه نسبیت

اینشتین مطرح شد<sup>۱</sup>.

در قسمت ۱-۳ همین کتاب دیدیم که نور دارای سرعت معینی است که برای اولین بار توسط رومر کشف شد. تأیید این موضوع که نور دارای سرعت معینی است از کشف انحراف توسط برادلی ناشی می‌شود (قسمت ۱-۴ را ملاحظه کنید).

به علت اندازه سرعت مورد بحث، اندازه‌گیریهای آزمایشگاهی سرعت نور خیلی مشکل هستند. اولین مورد این اندازه‌گیریها در سال ۱۸۴۹ میلادی توسط فیزو<sup>۲</sup> صورت گرفت و از آن به بعد نیز آزمایشهای دیگری انجام شده تا به مقادیر دقیقتر و بهتری دست یابند. مقدار جدید سرعت نور به قرار زیر است:

$$c = 299792458 \times 10^8 \text{ ms}^{-1}$$

که میزان خطای آن  $10^8 \text{ ms}^{-1} \times 0.000005$  می‌باشد.

دانستن مقدار دقیق سرعت نور، اخیراً<sup>۳</sup> در تعیین فواصل بین سیارات توسط رادار، اهمیت واقعی خود را به اثبات رسانیده است. در این آزمایشها، تپشهای راداری را متوجه سیارات کرده و با اندازه‌گیری دقیق فاصله زمانی بین ارسال و دریافت تپش منعکس شده با دقت بسیار زیادی به فاصله سیاره مذکور دست می‌یابند. بویژه با اندازه‌گیری فاصله زهره توسط رادار مقیاس کاملاً دقیق و مطلق برای ابعاد منظومه شمسی و واحد نجومی (قسمت ۹-۶ را ملاحظه کنید) تهیه کرده‌اند.

با اختراع لیزر، اندازه‌گیریهای راداری در ناحیه نوری طیف نیز صورت گرفت. اکنون پس از نصب منعکس کننده‌های مورد لزوم در سطح ماه، می‌توان تپشهای لیزر را که از این منعکس کننده‌ها باز می‌گردد، آشکار کرد. می‌توان با دقت فوق‌العاده‌ای مدت زمان رفت و برگشت یک تپش را از زمین به ماه و بالعکس اندازه گرفت. فاصله ماه را با این روش جدید حتی با دقت یک متر می‌توان تعیین کرد.

#### ۱۴ - ۱۰ تغییر مکان دوپلری

یکی از موضوعاتی که روزانه با آن مواجهیم این است که ارتفاع صوت به سرعت جسم منتشر کننده آن صوت بستگی دارد. این پدیده در اوایل قرن نوزدهم توسط دوپلر<sup>۳</sup> مورد بررسی

۱- به فصل ۱۷ کتاب Astronomy: Structure of the Universe نوشته Roy & Clarke

رجوع کنید.

2- Fezeau

3- Doppler

قرار گرفت و به نام او مشهور گشت. امواج صوتی در مورد جسمی که نسبت به یک ناظر ثابت، در حرکت است بر حسب این که جسم مذکور از آن ناظر دور یا به او نزدیک بشود، طویل و یا کوتاه می‌شوند و تغییر طول موج سبب تغییری در احساس ارتفاع صوت می‌شود. گفته می‌شود که اثر دوپلر باید در مورد امواج نوری نیز صدق کند ولی این موضوع مدتها بعد که آلات و ابزار نوری و فنون جدید به کار گرفته شدند، در آزمایشگاه محقق شد. از نظر تاریخی جالب است که یاد آوریم که دوپلر به غلط رنگ ستارگان را به حرکتشان نسبت به زمین مربوط کرده است. نتیجه‌ای که در پایین از قانون دوپلر به دست آورده‌ایم تنها در مواردی قابل قبول است که سرعتهای مورد نظر از سرعت نور کمتر باشند.

فرض کنید نور از اتمهای یک منبع  $S$ ، با بسامد  $\nu$  منتشر می‌شود و امواج نوری مذکور از منبع به سوی ناظر  $O$  که در فاصله  $d$  قرار دارد حرکت می‌کنند (شکل ۱۴ - ۱۲ را ملاحظه کنید). پس از روشن کردن منبع، اولین موج پس از زمان  $\frac{d}{c}$  به نقطه  $O$  می‌رسد. در این مدت، منبع به اندازه  $\frac{vd}{c}$  موج منتشر کرده و طول موج ظاهری به قرار زیر است:

$$\lambda = \frac{\text{فاصله طی شده}}{\text{تعداد امواج}} = \frac{d}{vd/c} = \frac{c}{\nu}$$

فرض کنید که منبع با سرعت  $V$  از ناظر دور می‌شود، در فاصله زمانی بالا  $(\frac{d}{c})$ ، منبع فاصله‌ای معادل  $V \times \frac{d}{c}$  سپری کرده است. بدین ترتیب، امواجی که در این فاصله زمانی منتشر شده‌اند، فاصله‌ای معادل مقدار زیر طی کرده‌اند:

$$d + \frac{Vd}{c}$$

طول موج ظاهری تشعشع  $\lambda$ ، از فرمول زیر به دست می‌آید:

$$\begin{aligned} \lambda' &= \frac{d + Vd/c}{\nu d/c} \\ &= \frac{c}{\nu} + \frac{V}{\nu} \\ &= \lambda + \frac{V\lambda}{c} \end{aligned}$$

بنابراین:

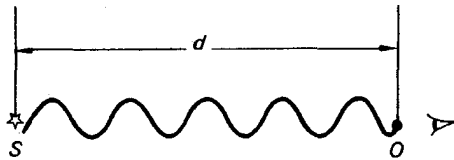
$$\lambda' - \lambda = \Delta\lambda = \frac{V\lambda}{c}$$

که چنین به دست می‌آید:

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{V}{c}$$

(۱۴ - ۲۴)

اختلاف ،  $\Delta\lambda$  ، بین طول موج مشاهده شده و طول موجی که از یک منبع ساکن و بی‌حرکت مشاهده می‌شود ، تغییر مکان دوپلری نام دارد . مقدار آن برای جسمی که از ناظر دور می‌شود ، مثبت (  $\lambda' > \lambda$  ) است و برای جسمی که به ناظر نزدیک می‌شود منفی است . از این رو ، خطوط موجود در طیف نوری یک منبع متحرک برای یک جسم دور شونده ، به سوی قرمز تغییر مکان می‌دهد در حالی که برای یک جسم نزدیک شونده به آبی تغییر مکان می‌دهد .



شکل ۱۴ - ۱۲ منبع S در فاصله d از ناظر O واقع است .

معادله (۱۴ - ۲۴) تنها در حالت  $V \ll c$  معتبر است و برای سرعت‌های نزدیک سرعت نور فرمولی از نظریه نسبیت به کار می‌رود .

می‌توان با مقایسه طول موج خصوصیت‌های طیفی موجود در نور اجرام سماوی با طول موجهای آزمایشگاهی معیار که از لامپهای طیفی به وجود می‌آیند ، تغییر مکان دوپلری را اندازه‌گرفت و سرعت آنها را تعیین کرد . البته ، اگر منبع ساکن باشد و ناظر حرکت کند ، باز هم همان اثرات نوری دوپلر رخ می‌دهند . بدین ترتیب ، تغییر مکان دوپلری ، حرکت نسبی بین منبع و ناظر را نشان می‌دهد . به علاوه ، این تغییر مکانها ، تنها اجزای سرعت را در امتداد خطی که جسم را به ناظر متصل می‌کند مشخص می‌سازند . این جزء به نام مؤلفه سرعت شعاعی مشهور است و می‌توان گفت تغییر مکان دوپلری وسیله‌ای برای اندازه‌گیری سرعت‌های شعاعی نسبی ارائه می‌کند . طیف یک ستاره که اثر تغییر مکانهای دوپلری را نشان می‌دهد ، در شکل ۱۴ - ۱۳ آورده شده است .

شکل ۱۴ - ۱۳ طیف  $\mu$  ذات الکرسی که تغییر مکان آبی را نشان می‌دهد. خطوط طیفی ستاره خصوصیات جذبی را بروز می‌دهند، در حالی که خطوط آزمایشگاهی مرجع در حالت نشری هستند. البته خطوط ستاره‌های متنوعتری نسبت به آنهایی که در طیف مرجع ارائه شده، وجود دارد. (با کسب اجازه از انجمن سلطنتی ستاره‌شناسان).

### مسائل فصل چهاردهم

- ۱- بازده انرژی یک ستاره بقدری است که در سطح زمین مقدار  $5 \times 10^{-15} \text{ W cm}^{-2}$  انرژی در ناحیه مرعی طیف دریافت می‌شود. حساب کنید با یک تلسکوپ به قطر ۵ سانتیمتر در هر ثانیه چند فوتون کسب می‌گردد.
- ۲- سطح یک ستاره در دمای ۶۰۰۰ درجه کلوین (K) مثل یک جسم سیاه به تشعشع در می‌آید. حال اگر دما را به میزان ۲۵۰ درجه کلوین اضافه کنیم، انرژی آزاد شده در هر واحد سطح با چه کسری افزایش می‌یابد؟
- ۳- مقدار ثابت قانون جابجایی وین  $m K^{-3}$   $2/90 \times 10^{-3}$  است. طول موج معادل بازده تشعشعی حداکثر یک ستاره، که دمای سطحی آن ۵۰۰۰ درجه کلوین (K) است، چقدر است؟
- ۴- طول موجهای مربوط به طیف هیدروژن را می‌توان به شکل زیر نشان داد:

$$\lambda_{mn} = \frac{R}{(1/n^2 - 1/m^2)}$$

- به ازای خطوط موجود در ناحیه مرعی طیف (سری بالمر)،  $n = 2$  است و اولین خط سری H $\alpha$ ، در محل ۶۵۶۲ آنگستروم قرار دارد. نشان دهید که چرا مشاهده خطوط سری لیمن ( $n = 1$ ) فقط از طریق موشک یا قمرهای مصنوعی میسر است.
- ۵- یک طیف سنج قادر است تغییر طول موجی برابر ۵/۵۱ آنگستروم را تشخیص دهد.

اگر قرار باشد ناحیه طیفی حوالی ۴۵۰۰ آنگستروم را به کار ببرند، حداقل قدرت میدان مغناطیسی را که می‌توان در یک ستاره تشخیص داد، چقدر می‌باشد.

۶- از طیف یک ستاره، خط  $H\beta$  ( $4861 \text{ \AA}$ ) نشانگر جابجایی طول موج آبی به اندازه ۰/۶۹ آنگستروم است. سرعت نسبی نزدیک شدن ستاره چقدر می‌باشد؟

۷- شعاع استوایی سیاره زحل ۶۰۴۰۰ کیلومتر است و دوره تناوب چرخشی آن ۱۰ ساعت و ۱۴ دقیقه است. مقدار حداکثر تغییر مکان دوپلری خط طیفی که در محل ۵۰۰۰ آنگستروم از نوری که از یک قسمت از قرص سیاره منعکس شده، چقدر است؟



## نورشناسی جمع کننده‌های تلسکوپ

### ۱۵ - ۱ مقدمه

با اختراع تلسکوپ، همچنان که از نام آن مشخص می‌شود، دیدن اجسام دور دست ممکن شد و استفاده از آن در رصد برخی از اجرام نجومی اجتناب ناپذیر گردید. از زمان به کار بردن آن در ستاره شناسی در اوائل قرن هفدهم میلادی، جزء مهمی از وسایل و ابزاری محسوب شده که برای انجام اندازه‌گیریهای اساسی مورد نیازند. در دو بیست سال آغاز استفاده از تلسکوپ، چشم انسان تنها وسیلهٔ ثبت تصاویر به دست آمده با تلسکوپ بود. تلسکوپ بدین دلیل که نسبت به چشم غیر مسلح توانایی بیشتری در جمع‌آوری تشعشعات داشت باعث شد اجسامی که قبلاً "خیلی کم نور بودند و تشخیص داده نمی‌شدند، دیده شوند. با به کار بردن چشمهای مختلف می‌توان از خاصیت بزرگنمایی سیستم نوری بهره برد و جزئیات ساختاری برخی اجرام را برای اولین بار ثبت کرد.

هم اکنون ترکیب تلسکوپ و چشم در زمینهٔ اندازه‌گیری نجومی نقش کوچکی را بازی می‌کند. امروزه اکثر مشاهدات با آشکار سازهایی کاملاً "دقیق و معتبر مثل صفحات عکاسی یا سلولهای فتوالکتریک صورت می‌گیرد. در عین حال، کاربرد این وسایل و ابزار بر نقشی که به عهدهٔ تلسکوپ است تأثیر چندانی ندارد. عملکردهای بنیادی تلسکوپ را می‌توان در دو مورد زیر خلاصه کرد:

- ۱- انرژی سطح وسیعی را جمع‌آوری می‌کند، به طوری که اجسام کم نور را می‌توان با دقت بیشتری مشخص کرد و یا اندازه گرفت.
  - ۲- تفکیک زاویه‌ای بیشتری ایجاد می‌کند، به طوری که می‌توان با دقت زیاد به اندازه‌گیری موضعی پرداخت و اطلاعات و دانسته‌های فضایی بیشتری در مورد اجرام طویل ثبت کرد.
- از آغاز اختراع تلسکوپ تا کنون در سیستم آن اصلاحات زیادی صورت گرفته است. توسعهٔ آن البته با عوامل متنوعی کنترل می‌شود. در آغاز پیدایش تلسکوپ، چشم انسان تنها وسیلهٔ ثبت و تفسیر تصاویری بود که تلسکوپ ارائه می‌کرد. در نتیجه، هدف اولین نمونهٔ تلسکوپ،

تشکیل واضحترین تصاویر برای انجام بررسیهای بصری بوده است. اولین نمونه تلسکوپ از نوع شکستی بود که در آن برای تشکیل تصویر از چندین عدسی استفاده می‌شود. این تلسکوپ که از ساده‌ترین سیستمهای شکستی محسوب می‌شود، این عیب را دارد که محل تصویر به طول موج نور وابسته است. اجرامی که نور منتشر شده یا منعکس شده آنها شامل یک سری طول موج مختلف است، تصاویری که از آنها در این سیستم به وجود می‌آید کاملاً "در یک محل تشکیل نمی‌شود. اگر به تصویر بنگرید، ظاهر آن واضح نخواهد بود و خصوصاً "در کناره‌های آن، آمیختگیهای رنگی به چشم می‌خورد. این عیب را به نام کج‌نمایی رنگی می‌شناسند.

بسیاری از مردم، از جمله سرایزاک نیوتن فکر می‌کردند که این عیب را که در سیستم عدسیهای ساده یک نقیصه ذاتی است نمی‌توان رفع کرد و در واقع، نیوتن خود روش دیگری را ارائه کرد که در آن با استفاده از یک آینه منحنی، تصاویری نوری تشکیل داد. آینه‌های بازتابی طبق خصوصیت ذاتیشان عیب کج‌نمایی رنگی ندارند. هنگامی که دولاند<sup>۱</sup> در سال ۱۷۶۰ میلادی کشف کرد که اثر کج‌نمایی رنگی را می‌توان به میزان زیادی با عدسیهای مرکب کاهش داد، لذا دوباره همه علائق به سیستمهای شکستی معطوف شد.

پس از متداول شدن فرآیند عکاسی، بدین سبب که می‌توانستند در یک لحظه چندین تصویر از ستارگان بردارند، مزیت این سیستم آشکار شد. بنابراین برای این که تلسکوپ همچون یک دوربین نجومی کار کند از طرحهای نوری در بهبود و اصلاح تلسکوپ بهره برده شد. در وهله اول از سیستمهای تمام عدسی استفاده گردید، اما اکنون ممکن است در دوربینهای نجومی ترکیبی از عدسیها و آینه‌ها به کار رود.

هنگامی که تحقیقات ستاره‌شناسی بر استفاده از تلسکوپهایی با حداکثر توان جمع‌آوری نور تأکید می‌کردند، جنبه‌های مکانیکی طراحی نشان می‌داد که تلسکوپهای بزرگ باید از نوع بازتابی (انعکاسی) باشند. در واقع، تلسکوپهای شکستی، خیلی کم ساخته می‌شوند، زیرا یکی از دلایل آن این است که یک آینه با قطری معین خیلی ارزانتر از یک عدسی با همان قطر است.

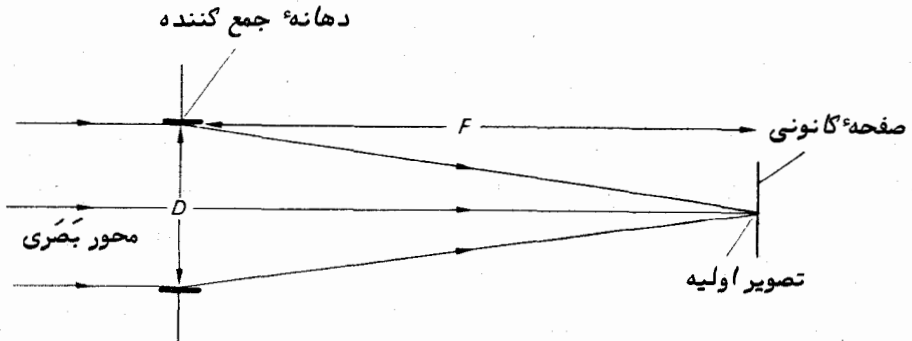
از این رو، در طراحی تلسکوپها چندین عامل دخالت دارد که برخی از آنها به قرار زیر است:

- ۱- آگاهی و درک ما از نحوه تشکیل تصویر.
- ۲- سیستم آشکار سازی که برای نصب بر روی تلسکوپ موجود است.
- ۳- تکنولوژی مواد و ابزارهای نوری و روشهای تهیه سطوح نوری.

این امری طبیعی است که وسایل و ابزار مختلفی را برای مقاصد گوناگونی همراه داشته باشید تا بر روی تلسکوپ معینی نصب شود. البته چون معمولاً هر تلسکوپ را برای اعمال خاصی طراحی کرده‌اند، نمی‌توان کلیه ابزاری را که بر روی آن نصب می‌شود، به کار برد. برای مثال، یک تلسکوپ شکستی که از فواصل دور دست تصاویر واضحی ارائه می‌کند برای اندازه‌گیری جدایی بین ستارگان دوتایی، چه توسط چشم و یا عکسبرداری کاملاً "مناسب است، زیرا ارائه تصاویر واضح از فواصل دور باعث جدا شدن تصاویر گشته و این جدایی، اندازه‌گیری دقیق را ممکن می‌سازد. البته، این تلسکوپ برای انجام فنون طیف‌سنجی متداول مناسب نمی‌باشد، زیرا باز هم به دلیل ارائه تصاویر واضح از فواصل دور، تصویر هر ستاره طبیعتاً بزرگ می‌شود و عبور تمام نور حاصل از این تصویر از شکاف طیف‌سنج غیر ممکن است. هر ترکیبی که بدین طریق باعث اتلاف نور گردد، بی‌فایده است. در صورت امکان باید سعی کنید بهترین ترکیب تلسکوپ و ابزار را برای مشاهدات خاصی که در صدد انجام آن هستید، به کار برید. به علت گستردگی زیاد مشاهدات پیوسته احتمال دارد اندازه‌گیریها با حداکثر راندمان به دست نیاید و معمولاً "توافقی‌هایی در این مورد پیش می‌آید.

## ۱۵-۲ جمع‌کننده تلسکوپ

قسمت اصلی یک تلسکوپ شامل دهانه جمع‌کننده نور است که وسیله‌ای برای تشکیل تصویر اولیه می‌باشد. این عمل به طرز ساده‌ای در شکل ۱۵-۱ نشان داده شده است. از این شکل در می‌یابیم که شعاعهای نوری وارد شده به جمع‌کننده متوازی هستند. این مسأله در مورد همه اجرام نجومی صادق است زیرا می‌توان همه آنها را نسبت به ابعاد تلسکوپها در فاصله بی‌نهایت فرض کرد.



شکل ۱۵-۱ نمایشی ساده از عملکرد یک تلسکوپ

مقدار انرژي که در هر واحد زمان توسط تلسکوپ جمع آوري می‌شود ، با مساحت دهانه جمع کننده نور متناسب است . هر چه دهانه یک تلسکوپ بزرگتر باشد ، بهتری می‌تواند انرژي مورد نیاز را کسب کند و وسیله بهتری برای بررسی منابع کم نور خواهد بود . چون شکل دهانه تلسکوپ معمولاً " گرد است ، توان جمع آوري نور آن با مجذور قطر آن یعنی  $D$  متناسب می‌باشد . بنابراین ، براحتی می‌توان اندازه تلسکوپ را بر حسب قطر آن نام برد . اگر یک تلسکوپ بتواند همه انرژي را که جمع آوري می‌کند در تصاویر مربوطه ارائه کند ، در این صورت این تلسکوپ دارای بازدهی انتقال کاملی خواهد بود ولی این کار غیر ممکن است ، زیرا مقداری از انرژي یا به علت بازتاب یا جذب تلف می‌شود . از طراحی یک تلسکوپ شاید بتوان کسر انرژي که در یک تصویر به دست می‌آید نسبت به مقدار انرژي که توسط دهانه تلسکوپ جمع آوري می‌شود تخمین زد . این کسر ، بیانگر بازده انتقال سیستم است و یکی از عواملی می‌باشد که باید آن را در طراحی تلسکوپها مد نظر داشت و هنگامی که اندازه گیری روشنایی اجرام نجومی به صورت مطلق انجام می‌شود آن را به حساب آورد .

چون اجرامی که سعی در بررسی آنها داریم در فاصله بی‌نهایت واقعند ، فاصله تصاویر اولیه از دهانه جمع کننده ، فاصله کانونی ،  $F$  ، تلسکوپ نامیده شده و صفحه‌ای که از این نقطه می‌گذرد و بر محور بصری عمود است صفحه کانونی خوانده می‌شود . تلسکوپهای با قطر یکسان لزوماً دارای فواصل کانونی یکسانی نیستند . فاصله کانونی بر اساس هدفی که تلسکوپ برای آن طراحی شده ، تعیین می‌شود . از این رو ، فاصله کانونی پارامتر دیگری است که در تشریح ویژگیهای هر تلسکوپ به کار می‌رود .

وقتی بویژه از تلسکوپ به عنوان یک دوربین استفاده می‌شود بهتر است یک تلسکوپ را بر حسب نسبت کانونی آن ،  $f$  ، تشریح کرد که این کمیت ، نسبت فاصله کانونی جمع کننده به قطر آن است . یعنی :

$$f = \frac{F}{D} \quad (1-15)$$

این تعریف با تعریف سرعت یک دستگاه نوری که در عکسبرداری معمولی به کار می‌رود . مترادف است ( باید به یاد داشت که در عکسبرداری عادی و روزمره ، مدت زمان نور دادن به فیلم با  $f^2$  متناسب است ) .

هنگامی که تلسکوپ را به فضا نشانه می‌رویم ، تصویر قسمتی از کره سماوی بر روی صفحه کانونی تشکیل می‌شود . رابطه بین اندازه این تصویر و میدان زاویه‌ای که طی آن پدید می‌آید . به فاصله کانونی تلسکوپ بستگی دارد . در شکل ۱۵ - ۲ پرتوهای دو ستاره را که تحت یک زاویه ،  $\theta$  ، از هم جدا شده‌اند ترسیم کرده‌ایم . (برای سهولت امر ، یکی از ستاره‌ها

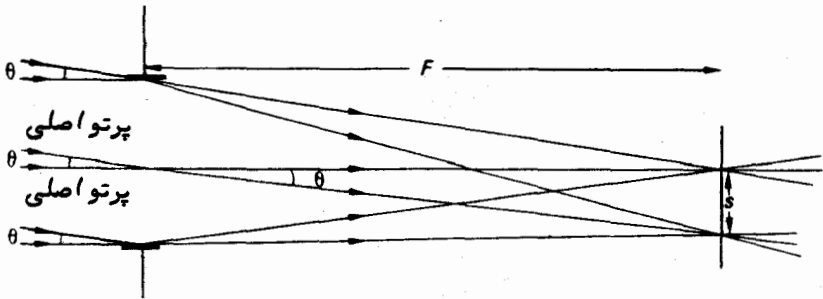
بر روی محور بصری تلسکوپ واقع است. پرتوهایی که از مرکز این سیستم می‌گذرند (پرتوهای اصلی) منحرف نشده‌اند. از این رو، طبق شکل ۱۵ - ۲ می‌بینیم که جدایی  $s$ ، دو تصویر در صفحه کانونی به قرار زیر است:

$$s = F \tan \theta.$$

چون زاویه  $\theta$  معمولاً "خیلی کوچک است"، فرمول بالا را می‌توان به شکل زیر نوشت:

$$s = F\theta \quad (2-15)$$

که  $\theta$  بر حسب رادیان است. برای این که بتوان جزئیات تصاویر را مورد بررسی قرار داد، باید اندازه فیزیکی یا جدایی آنها بزرگ باشد و این کار با به کار بردن تلسکوپی با قدرت وضوح تصویر از فواصل دور ممکن است.



شکل ۱۵ - ۲ نمودار ساده شده پرتو که در آن بر اساس جدایی زاویه‌ای اجرام نقطه‌ای، جدایی تصاویر در صفحه کانونی نشان داده شده است.

تناظر بین یک زاویه و تصویر آن بر صفحه کانونی، مقیاس صفحه تلسکوپ نامیده می‌شود. طبق معادله (۲ - ۱۵) معلوم است که مقیاس صفحه به قرار زیر است:

$$\frac{d\theta}{ds} = \frac{1}{F}$$

غالباً "مقیاس صفحه را بر حسب واحدهای ثانیه قوسی بر میلیمتر نشان می‌دهند که در این مورد، مقیاس صفحه بدین ترتیب به دست می‌آید:

$$\frac{d\theta}{ds} = \frac{206265}{F} \quad (3-15)$$

که  $F$  و  $s$  بر حسب میلیمتر و  $\theta$  بر حسب ثانیه قوسی است.

## ۱۵ - ۳ - تلسکوپ وانرژی جمع آوری شده

۱۵ - ۳ - ۱ روشنایی ستارگان

هر گاه جسمی را بتوان یک منبع نقطه‌ای مثل یک ستاره دانست، تصویر تلسکوپی آن به هر تقدیر، صرف نظر از این که تلسکوپ مذکور چقدر بزرگ است، یک تصویر نقطه‌ای محسوب می‌شود. تمام تشعشع جمع‌آوری شده درون این تصویر متمرکز می‌باشد. هرچه دهانه تلسکوپ فراخ‌تر باشد، مقدار تشعشع جمع‌آوری شده برای آشکار سازی بیشتر خواهد بود. بدین ترتیب، روشنایی ظاهری یک ستاره بسته به مساحت جمع‌کننده نوری یا مجذور قطر جمع‌کننده افزایش می‌یابد.

نقش تلسکوپ علاوه بر آشکار کردن و اندازه‌گیری ستارگان کم نور، جمع‌کننده سیلان نور نیز می‌باشد.

مختصراً "باید متذکر شد که در برخی شرایط آشکار سازی ستارگان کم نور، کارآیی یک تلسکوپ ممکن است با  $D^2$  متناسب نباشد. برای مثال، هنگامی که به روش فتوالکتریکی ستارگان کم نور را در زمینه آسمان شب که از خود نور ساطع می‌کند می‌سنجند (آسمان هیچ‌گاه به طور مطلق تاریک نمی‌باشد)، باید روشنایی آسمان شب را نیز اندازه بگیرند تا این که مقدار روشنایی این زمینه نیز به حساب آورده شود. در شرایطی که مشاهده ستاره و زمینه آسمان و بعد از آن تنها مشاهده زمینه آسمان مورد نیاز است، در این صورت میزان سودمندی تلسکوپ با متناسب می‌باشد.

گرچه اندازه‌گیری روشنایی ستارگان معمولاً بر اساس مقیاس قدر است، با این وجود، این اندازه‌گیریها از بررسی مقدار انرژی جمع‌آوری شده با تلسکوپ در طی یک فاصله زمانی معین به دست می‌آیند. مقیاس مطلق را می‌توان برای روشنایی ستارگان در نظر گرفت و آن را بر حسب انرژی دریافتی در واحد سطح در واحد زمان معین کرد. می‌توان اندازه روشنایی یک ستاره را بر حسب وات بر سانتیمتر مربع بیان کرد.

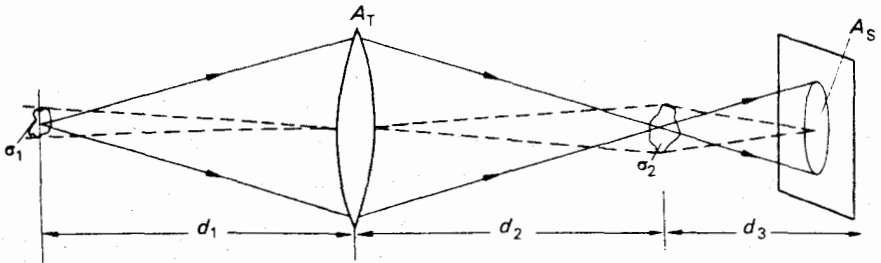
## ۱۵ - ۳ - ۲ روشنایی یک جسم طویل

روشنایی هر جسم طویل برابر است با سیلان انرژی که آن جسم در یک واحد سطح عمود بر تشعشع واحد زاویه فضایی منبع در هر واحد زمان ارائه می‌کند. اندازه صحیح روشنایی را می‌توان بر حسب واحدهای انرژی مثل  $\text{J m}^{-2} \text{sr}^{-1} \text{s}^{-1}$  یا  $\text{W m}^{-2} \text{sr}^{-1}$  بیان کرد. فرض کنید ناظری با یک تلسکوپ که مساحت جمع‌آوری نوری آن  $A_T$  است به منبع طویلی با روشنایی  $B$  در فاصله  $d_1$  می‌نگرد و از منبع فوق که دارای مساحت  $\sigma_1$  است تصویری به دست

می‌آورد ( شکل ۱۵ - ۳ را ببینید ) . مقدار انرژی جمع‌آوری شده در تلسکوپ در هر واحد زمان و یا شار جمع‌آوری شده با تلسکوپ از رابطه زیر به دست می‌آید :

$$B\left(\frac{\sigma_1}{d_1^2}\right)A_T$$

در این جا جمله درون دو هلال ، مطابق زاویه فضایی است که منبع آن را فراگرفته است .



شکل ۱۵ - ۳ رابطه بین روشنایی یک جسم طویل و روشنایی تصویر آن

فرض کنید تلسکوپ ، تصویری با مساحت  $\sigma_p$  از آن منبع در فاصله  $d_p$  تشکیل می‌دهد و پرتوهای نوری می‌توانند فاصله بیشتری مثل  $d_p$  را تا جایی که صفحه قرار دارد ، طی کنند . از نحوه قرار گرفتن عناصر بر می‌آید که مساحت تصویر  $\sigma_p$  طبق فرمول زیر می‌باشد :

$$\sigma_2 = \frac{d_2^2}{d_1^2} \sigma_1$$

و مساحت لکه روشن روی صفحه  $A_s$  نیز به قرار زیر است :

$$A_s = \frac{d_3^2}{d_2^2} A_T$$

با این فرض که تصویر دارای روشنایی  $B'$  باشد ، سیلانی که از لکه روشن روی صفحه عبور می‌کند ، طبق فرمول زیر خواهد بود :

$$B'\left(\frac{\sigma_2}{d_3^2}\right)A_s$$

اگر از افت انرژی انتقالی که در سیستم نوری تلسکوپ پدید می‌آید صرف نظر کنیم باید

همه شار جمع‌آوری شده در تلسکوپ از  $A_S$  بگذرد. از این رو:

$$B' \left( \frac{\sigma_2}{d_3^2} \right) A_S = B \left( \frac{\sigma_1}{d_1^2} \right) A_T$$

بنابراین:

$$B' = B \left( \frac{\sigma_1}{d_1^2} \right) \frac{A_T}{A_S} \left( \frac{d_3^2}{\sigma_2} \right) = B \left( \frac{\sigma_1}{d_1^2} \right) \frac{A_T}{d_3^2 A_T} d_2^2 \left( \frac{d_3^2}{d_2^2 \sigma_1} \right) d_1^2.$$

بدین ترتیب:

$$B' = B.$$

روشنایی تصویر یک جسم طویل، بدین طریق با روشنایی جسم تطبیق می‌کند. یک تلسکوپ، مقدار روشنایی یک جسم طویل را افزایش نمی‌دهد و این واقعیتی است که همیشه در نظر گرفته نمی‌شود. در حقیقت، به دلایل تلفات انتقال در ابزار و وسایل نوری، روشنایی تصویر یک منبع طویل اندکی از روشنایی خود جسم کمتر است. روشنایی، پارامتری اساسی است که به یکی از خواص منبع تشعشع مربوط می‌شود و به کار بردن تلسکوپ هیچ گاه باعث تغییر روشی که طی آن منبع تشعشع می‌کند نمی‌شود.

تصور کنید یک نورسنج را به یک تلسکوپ متصل کرده‌ایم. برای این که مجموعه آنها دارای تطابق باشد تلسکوپ و نور سنج هر دو دارای نسبت‌های کانونی یکسانی هستند. در مورد اندازه‌گیری مقدار روشنایی، دیافراگمی را که به نورسنج متصل است در صفحه کانونی تلسکوپ قرار می‌دهیم تا میدان زاویه‌ای مورد قبول نورسنج را محدود سازیم. نورسنج بر طبق روشنایی جسم طویل مذکور، یک سیگنال خروجی با میزان معینی ارائه خواهد کرد.

حال چنانچه این نور سنج را به یک تلسکوپ بزرگتر ولی با نسبت کانونی یکسانی متصل کنیم و سپس آن را به سوی همان جسم طویل نشانه برویم، برخلاف انتظارمان سیگنال خروجی هیچ گونه افزایشی را نشان نخواهد داد. تلسکوپ بزرگتر، سیلان بیشتری را جمع‌آوری می‌کند ولی نورسنج، بازده بیشتری را نشان نمی‌دهد. چگونه این امر اتفاق می‌افتد؟

افزایش قطر تلسکوپ یعنی شار جمع‌آوری شده به نسبت  $D^2$  زیاد می‌شود. اما چنانچه نسبت کانونی ثابت بماند، در این صورت تلسکوپ بزرگتر دارای فاصله کانونی بلندتری خواهد بود و زاویه فضایی موجود در آسمان که با نورسنج دیده می‌شود به نسبت  $F^2$  کاهش می‌یابد. در این صورت، اگر با یک تلسکوپ بزرگتر، مقدار سیلان به نسبت خاصی افزایش می‌یابد، مساحتی از آسمان که با نورسنج اندازه گرفته می‌شود به همان نسبت کاهش می‌یابد و سطح بازدهی یکسان باقی می‌ماند. این وضعیت را به دو طریق زیر می‌توان در نظر گرفت:



- ۱- تجزیه و تحلیل فضایی جسمی را که با نورسنج سنجیده‌ایم، به ازای سطح سیگنال خروجی خاصی می‌توان با استفاده از تلسکوپ بزرگتری افزایش داد.
- ۲- چنانچه از تلسکوپ بزرگتری استفاده شود و دیافراگم نورسنج را نیز گشاد کنیم تا میدان دید ثابت بماند، آنگاه سیگنال خروجی افزایش خواهد یافت.

## ۱۵-۳-۵ روشنی

چنانچه صفحه‌ای در صفحه کانونی یک تلسکوپ قرار گیرد، یک منبع نوری طویل آن را روشن خواهد کرد. بدین ترتیب می‌توان گفت روشنی، مقدار سیلان نوری جمع‌آوری شده است که در واحد سطح صفحه متمرکز می‌شود. واضح است که هرگاه از تصویر عکس بر داریم، مدت زمان مورد نیاز بشدت روشنی بستگی دارد. با به کار بردن مشخصه‌هایی که در قسمت قبل ذکر شد، سیلان یک منبع طویل توسط تلسکوپ به قرار زیر است:

$$B\left(\frac{\sigma_1}{d_1^2}\right)A_T$$

و مساحت تصویر نیز برابر است با:

$$\frac{d_2^2 \sigma_1}{d_1^2}$$

از این رو، مقدار روشنی برابر خواهد بود با:

$$\frac{B(\sigma_1/d_1^2)A_T}{(d_2^2 \sigma_1/d_1^2)} = \frac{BA_T}{d_2^2}$$

به ازای یک جسم نجومی که در فاصله بی‌نهایت فرض شده است، تصویر آن در صفحه کانونی تلسکوپ پدیدار می‌شود (یعنی  $d_p = F$ ). اگر  $D$  را قطر جمع‌کننده تلسکوپ به حساب آوریم، در این حال، روشنی،  $\mathcal{R}$ ، تصویر از فرمول زیر به دست خواهد آمد:

$$\mathcal{L} = \frac{B\pi D^2}{4F^2} \quad \text{و بنابراین،}$$

$$\mathcal{L} = \frac{B\pi}{4f^2} \quad (۴-۱۵)$$

در این فرمول  $f$  نسبت کانونی تلسکوپ است. بنابراین هنگام عکسبرداری از یک منبع طویل، مدت نور دادن به فیلم تابع روشنایی منبع مذکور و نسبت کانونی تلسکوپ می‌باشد، نه تابع اندازه طبیعی آن.

یکی از اشارات ضمنی این نتیجه این است که در تلسکوپهایی که اندازه آنها متفاوت

ولی نسبت کانونیشان یکسان می‌باشد، اگرچه سیلان نوری با افزایش اندازهٔ تلسکوپ زیاد می‌شود و به همین ترتیب اندازهٔ تصویر نیز افزایش می‌یابد ولی روشنی تصویر یک‌جسم معین ثابت می‌ماند. افزایش شار جمع‌آوری شده با مجذور اندازهٔ تلسکوپ متناسب است و مساحت هر تصویر نیز به همین نسبت افزایش پیدا می‌کند. البته، با استفاده از تلسکوپ بزرگتر که اندازهٔ تصویر در آن افزایش می‌یابد، تحقیقات فضایی جامعتری را بر روی یک تصویر می‌توان انجام داد. بدین ترتیب، می‌توان یکی از موارد استفادهٔ تلسکوپ را در رسیدن به تفکیک زاویه‌ای دانست که طی آن تجزیه و تحلیل فضایی تشعشع دریافتی از یک منبع طویل امکان پذیر است.

در این جا به انواع اصلی سیستم تلسکوپ می‌پردازیم و توانایی هر نوع را از لحاظ جمع‌آوری نوری و ارائه تصاویر اولیهٔ واضح مورد بررسی قرار می‌دهیم.

## ۱۵ - ۴ تلسکوپهای شکستی

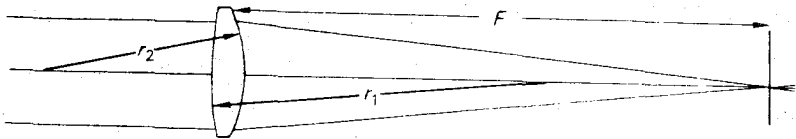
### ۱۵ - ۴ - ۱ عدسیهای شیئی

فرمول سازندگان عدسی بیانگر فاصلهٔ کانونی عدسی،  $F$ ، بر حسب ضریب شکست مادهٔ آن،  $n$ ، (که غالباً "شیشه است) و شعاعهای انحنای دو سطح آن عدسی یعنی  $r_1$  و  $r_2$  می‌باشد. این فرمول را بسادگی می‌توان به شکل زیر نوشت:

$$\frac{1}{F} = (n-1) \left( \frac{1}{r_1} - \frac{1}{r_2} \right) \quad (15-5)$$

(در این حالت، وقتی پرتوهای نوری با انحنای محدب عدسی برخورد کنند مقدار  $r$  مثبت و هنگامی که با انحنای مقعر تلاقی کنند، مقدار  $r$  منفی خواهد بود). از این رو، به طور کلی اگر  $r_1$  مثبت و  $r_2$  منفی باشد، عدسی سادهٔ مذکور دارای یک کانون مثبت حقیقی است. پرتو موازی نوری که بر این عدسی تابانیده می‌شود، مثل شکل ۱۵ - ۴ در یک کانون متمرکز می‌شود. اگر این عدسی را در مورد پرتو نوری ستاره‌ای که در فاصلهٔ بی‌نهایت فرض می‌شود به کار بگیریم تصویر ستاره در کانون آن تشکیل خواهد شد. این تصویر را می‌توان با یک چشمی دید یا بر روی یک صفحهٔ عکاسی یا آشکار سازی دیگر ثبت کرد. این عدسی، جمع کنندهٔ نور و تشکیل دهندهٔ تصویر است که وقتی بدین طریق در سیستم یک تلسکوپ به کار برود، معمولاً "عدسی شیئی خوانده می‌شود.

یک عدسی شیئی منفرد برای مقاصد نجومی مناسب نیست زیرا تصاویر به دست آمده دارای نقایص یا انحرافات مختلفی می‌باشد. در طراحی عدسیهای شیئی برای برطرف کردن



شکل ۱۵ - ۰۴ پرتو نوری موازی توسط یک عدسی محدب (الطرفین در نقطه کانونی متمرکز شده است)  $(r_1$  مثبت و  $r_2$  منفی می‌باشد).

یا کاهش این انحرافات تلاش زیادی صورت گرفته و تلسکوپهای شکستی بنا به عملکرد خاصی که دارند و طریقی که طی آن انحرافات معین رفع و جبران می‌شود، دارای ساختمان متنوعی هستند. معایبی که در عدسیهای شیئی تلسکوپها ممکن است وجود داشته باشد به‌قرار زیر است:

۱- کج‌نمایی رنگی

۲- کج‌نمایی کروی

۳- انحراف کانونی

۴- آستیگماتیسم

۵- انحنای میدان

۶- اعوجاج میدان

هر یک از این موارد را در قسمتهای بعد تشریح می‌کنیم.

### ۱۵ - ۴ - ۲ کج‌نمایی رنگی

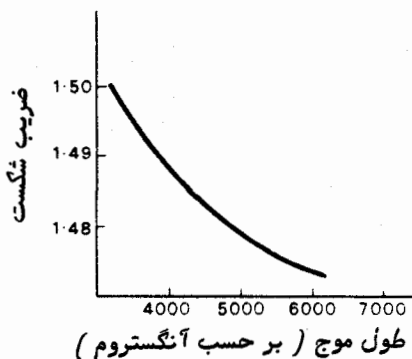
با نگاهی دقیقتر به فرمول سازندگان عدسی (معادله  $(۱۵ - ۵)$ ) درمی‌یابیم که چرا تصویر به دست آمده از یک عدسی منفرد دارای کج‌نمایی رنگی است. فرمول سازندگان عدسی را برای یک عدسی مفروض با شکلی مشخص می‌توان طوری بازنویسی کرد که فاصله کانونی به شکل زیر درآید:

$$F = \frac{K}{(n-1)} \quad (۱۵ - ۶)$$

در این فرمول  $K = \frac{r_1 r_2}{(r_2 - r_1)}$  است که مقدار آن برای یک عدسی مثبت، مثبت می‌باشد. جمله  $(n-1)$  را توان شکست ماده تشکیل دهنده عدسی می‌نامند.

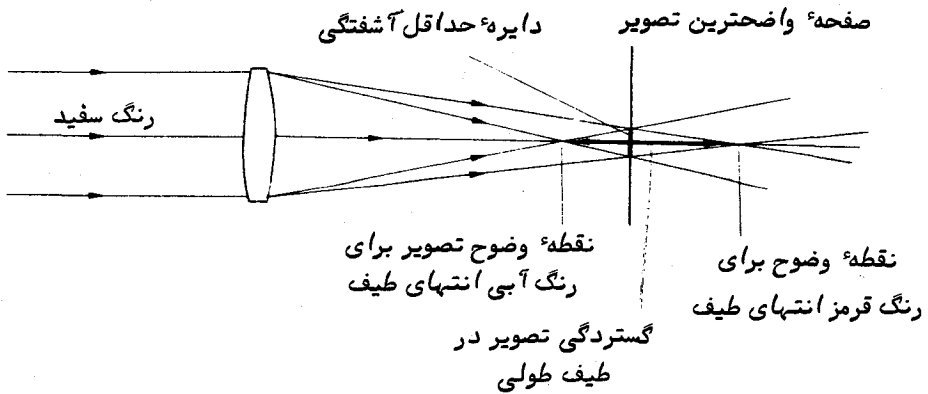
ضریب شکست و در نتیجه، توان شکست همه مواد که معمولاً برای عدسیها به کار می‌روند، دارای تفرق هستند که مقدار آن به طول موج بستگی دارد. منحنی نمونه تفرق در شکل ۱۵ - ۵ نشان داده شده و بیانگر این حقیقت است که ضریب شکست با افزایش طول موج

نور، به صورت تصاعدی کاهش می‌یابد. از این رو، فاصله کانونی یک عدسی منفرد به طول موج نور به کار رفته بستگی دارد و در یک عدسی ساده مثبت، فاصله کانونی با افزایش طول موج نور، به صورت تصاعدی کاهش می‌یابد. از این رو، فاصله کانونی یک عدسی منفرد به طول موج نور به کار رفته بستگی دارد و در یک عدسی ساده مثبت، فاصله کانونی با افزایش طول موج زیاد می‌شود. بنابراین، اگر پرتوی موازی از نور سفید را بر یک عدسی ساده مثبت بتابانیم، گستره‌ای از تصاویر در امتداد محور بصری عدسی به وجود خواهد آمد. این موضوع در شکل ۱۵ - ۶ نشان داده شده است. در هیچ نقطه‌ای از محور بصری، محلی را نمی‌توان یافت که یک تصویر نقطه‌ای در آن جا تشکیل شده باشد.



شکل ۱۵-۶ منحنی نمونه تفرق نوری یک شیشه گراون

در محلی که برای حد نهایی رنگ آبی انتهای طیف یک تصویر تشکیل گردیده، این تصویر با هاله‌ای از رنگ قرمز احاطه شده و به همین ترتیب در محلی که یک تصویر برای حد نهایی رنگ قرمز انتهای طیف به وجود آمده، این تصویر با هاله‌ای از رنگ آبی احاطه شده است. صفحه‌ای بین این دو حد نهایی وجود دارد که کوچکترین تصویر ممکن در آن جا تشکیل می‌شود. البته تصویر موجود در این صفحه که واضحترین تصویر است، یک تصویر نقطه‌ای نمی‌باشد. این تصویر به دایره حد اقل آشفتگی معروف است و اندازه آن را می‌توان از روی خواص فیزیکی عدسی تعیین کرد. گستردگی تصویر در امتداد محور بصری را کج‌نمایی رنگی طولی و گستردگی تصویر را در صفحه واضحترین تصویر، کج‌نمایی رنگی جانبی می‌نامند. در ابتدای امر تصور می‌شد که کج‌نمایی رنگی را در سیستم عدسیها نمی‌توان رفع کرد اما بعداً "دولاند روشی برای بیرنگی پیشنهاد کرد. ممکن است با به کار بردن یک عدسی مثبت



شکل ۱۵ - ۶ نمودار یک پرتو که در آن تأثیر گنجانایی رنگی ناشی از به کار بردن یک عدسی منفرد مثبت نشان داده شده است.

به همراه یک عدسی منفی که از ماده دیگری ساخته شده و دارای توان شکست متفاوتی است، بدون این که به طول کامل توان شکست را حذف کنیم، پدیده تفرق را از بین ببریم. این عمل بسادگی در پایین توضیح داده شده است.

چنانچه دو عدسی با فواصل کانونی  $F_1$  و  $F_2$  را با چسب مخصوص عدسی به هم بچسبانیم فاصله کانونی مرکب یعنی  $F$  به قرار زیر خواهد بود:

$$\frac{1}{F} = \frac{1}{F_1} + \frac{1}{F_2}$$

یا بدین صورت:

$$F = \frac{F_1 F_2}{F_1 + F_2} \quad (15-7)$$

معادله فوق با نوشتن فواصل کانونی تک تک هر عدسی بر حسب شکل آن عدسی و توانهای شکست به شکل زیر بازنویسی می‌شود:

$$F = \frac{K_1 K_2}{K_2(n_1 - 1) + K_1(n_2 - 1)} \quad (15-8)$$

در این جا، هدف از ترکیب عدسیها، ارائه سیستمی است که فاصله کانونی آن برای رنگ آبی و قرمز انتهایی طیف یکسان باشد. اگر ضرایب شکست مواد سازنده عدسیها برای رنگ آبی  $n_{1B}$ ،  $n_{2B}$  و برای رنگ قرمز  $n_{1R}$ ،  $n_{2R}$  باشد، هنگامی حالت بیرنگی حاصل

خواهد شد که :

$$\frac{K_1 K_2}{K_2(n_{1B} - 1) + K_1(n_{2B} - 1)} = \frac{K_1 K_2}{K_2(n_{1R} - 1) + K_1(n_{2R} - 1)}$$

یا به عبارت دیگر :

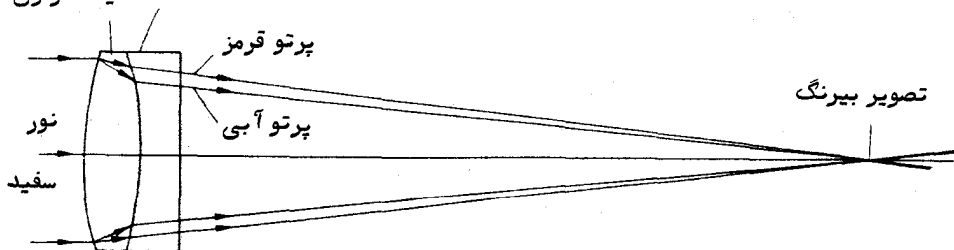
$$\frac{K_1}{K_2} = \frac{(n_{1B} - n_{1R})}{(n_{2B} - n_{2R})} \quad (9-15)$$

چون طبق خواص عمومی مواد نوری  $n_{1B} > n_{1R}$  و  $n_{2B} > n_{2R}$  است،  $\frac{K_1}{K_2}$  باید منفی باشد. از این رو، تنها از طریق ترکیب یک عدسی مثبت و منفی می‌توان به حالت بیرنگی دست یافت.

انتخاب نوع شیشه موردنیاز برای دو عدسی، موقعیتی برای نسبت  $\frac{K_1}{K_2}$  ایجاد می‌کند. بر اساس فاصله کانونی مورد نیاز عدسی مرکب، مقادیر  $K_1$  و  $K_2$  را می‌توان به‌طور مجزا تعیین کرد. مقادیر معین شعاع هر سطح معمولاً "از شرایطی که در تقلیل سایر انحرافات معلوم شده است تعیین می‌شود."

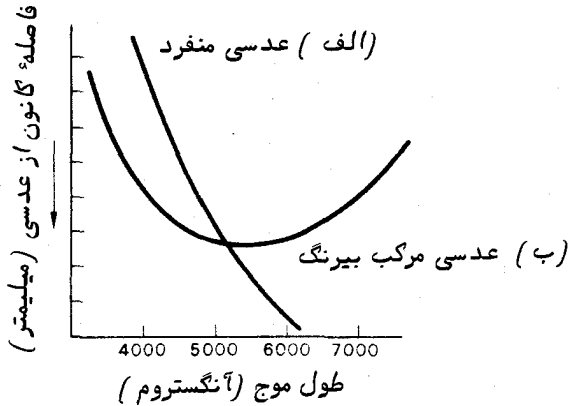
عدسی مرکب بیرنگ (آکروماتیک) معمولاً "از یک عدسی مثبت از جنس شیشه با ضریب شکست و تفرق متوسط و یک عدسی منفی از جنس شیشه که دارای ضریب شکست و تفرق نوری بیشتری است، تشکیل می‌یابد. نمونه‌ای از این عدسی مرکب را در شکل ۱۵-۷ ملاحظه می‌کنید. در همین شکل، نحوه جداسازی پرتوهای نوری معادل طول موجهای آبی و قرمز موجود در نور تابیده شده به وسیله عدسی اول و همچنین گرایش و الحاق این پرتوها را توسط عدسی دوم مشاهده می‌کنیم که چگونه در امتداد محور بصری در یک نقطه یکسان تلاقی می‌کنند."

شیشه فلینت شیشه کراون



شکل ۱۵-۷ یک عدسی مرکب بیرنگ که از چسباندن یک عدسی مثبت شیشه‌ای از جنس کراون به یک عدسی منفی شیشه‌ای از جنس فلینت به دست آمده است. در این شکل ملاحظه می‌کنید که چگونه پرتوهای نوری رنگهای مختلف در یک محل متمرکز شده‌اند.

یک عدسی مرکب بیرنگ به طور کامل کج‌نمایی رنگی را برطرف نمی‌کند و گستردگی کانونی اندکی در امتداد محور بصری عدسی باقی می‌ماند که این مقدار گستردگی در عدسی منفرد به میزان چشمگیری کاهش یافته است. در هر محل از این گستردگی کانونی، پرتوهای نوری مربوط به یک جفت طول موج در یک کانون یکسان متمرکز شده‌اند. در شکل ۱۵ - ۸ نشان داده شده که چگونه یک عدسی بیرنگ نسبت به طول موج تغییر می‌کند. این شکل همچنین بیانگر آن است که چگونه فاصله کانونی یک عدسی منفرد در گستره طیفی مشابه تغییر می‌کند.

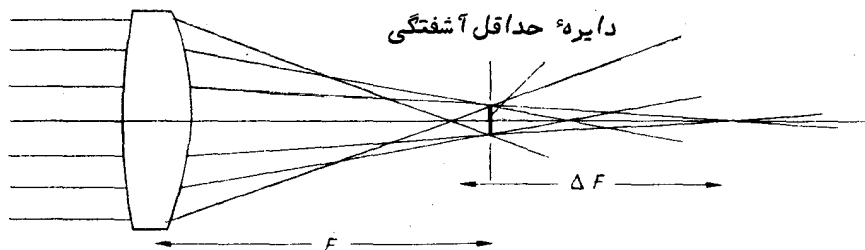


شکل ۱۵ - ۸ تغییر فاصله کانونی نسبت به طول موج (الف): یک عدسی مثبت منفرد و (ب): یک عدسی مرکب بیرنگ تصحیح شده.

در واقع عدسیهای شیئی بیرنگ در طرحهای گوناگون وجود دارد. طول موجهایی را که در آن پدیده بیرنگی به بهترین نحو رخ می‌دهد می‌توان با توجه به نحوه استفاده از تلسکوپ برای مقاصد بصری یا عکاسی انتخاب و عدسی شیئی را طبق آن طراحی کرد. از این رو، برخی از عدسیهای شیئی را شیئی بصری یا عکاسی می‌نامند. همه عدسیهای شیئی را به صورت عدسیهای مرکب به هم چسبیده شده نمی‌سازند بلکه انواعی وجود دارد که بین این دو عنصر را از هوا پر کرده‌اند. شیئی ویژه‌ای ساخته شده که به نام شیئی عکاسی بصری معروف است و از سه عنصر تشکیل شده است. بیرنگی این سیستم به حدی قابل توجه است که همچنان که از نامش برمی‌آید، از آن می‌توان در موارد بصری و یا صفحات عکاسی استفاده کرد.

## ۱۵ - ۴ - ۳ کج‌نمایی کروی

نظریه ساده طراحی عدسی به اثرات شکستی که از سطوح کروی پدید می‌آید بستگی دارد و این مسأله بدین علت که سطح کروی یکی از راحت‌ترین سطوحی است که توسط دستکاهها و ابزارهای تراش و صیقل عدسیها به دست می‌آید، مناسب و شایسته می‌باشد. البته، نظریه ساده عدسی تنها پرتوهای مجاور محور را، یعنی پرتوهایی که به محور بصری خیلی نزدیک هستند به حساب می‌آورد و موجب می‌شود که  $\sin \theta$  را بتوان  $\theta$  نوشت. یک منبع نقطه‌ای که در روی محور یک عدسی ساده و در فاصله بی‌نهایت از آن واقع است، تصویری ارائه می‌کند که شکل نقطه‌ای خود را حفظ نمی‌کند و به یک قرص پهن تبدیل می‌شود. پرتوهایی که آنها را نمی‌توان مجاور محور دانست سبب پدید آمدن این اثر می‌شوند، زیرا محل قرار گرفتن کانون برای هر پرتو تا بیده شده به فاصله آن از محور بصری بستگی دارد. عیب تصویر فوق را کج‌نمایی کروی می‌نامند و علت آن را در شکل ۱۵ - ۹ نشان داده‌ایم. چنانچه گستردگی کانونی را با  $\Delta F$  نشان بدهیم، شدت کج‌نمایی کروی را می‌توانیم با به دست آوردن مقدار نسبت  $\frac{\Delta F}{F}$  محاسبه کنیم. مشابه کج‌نمایی رنگی، تنها یک صفحه در گستردگی کانونی تصاویر وجود دارد که کوچکترین تصویر را داراست و بازهم به دایره حد اقل آشفتگی موسوم است. در اینجا نیز گستردگی تصویر را در امتداد محور بصری به نام کج‌نمایی کروی طولی و گستردگی تصویر در صفحه‌ای که دایره حد اقل آشفتگی در آن قرار دارد کج‌نمایی کروی جانبی می‌نامند. می‌توان از روی خواص فیزیکی عدسی یا تجزیه و تحلیل اثر پرتو، اندازه تصویر را تخمین زد.



شکل ۱۵ - ۹ کج‌نمایی کروی که توسط یک عدسی مثبت منفرد پدید آمده است. در این شکل،  $F$  فاصله کانونی است که تا دایره حد اقل آشفتگی اندازه‌گیری شده و  $\Delta F$  (که اندازه آن برای وضوح بیشتر، بزرگ شده است) گستردگی تصویر را نشان می‌دهد.

مقدار کج‌نمایی کروی به شکل عدسی بستگی دارد. بنابراین براحتی می‌توان آنچه را که عامل شکل عدسی می‌نامند، تعریف کرد. چنانچه شعاعهای دو سطح عدسی را  $r_1$  و  $r_2$

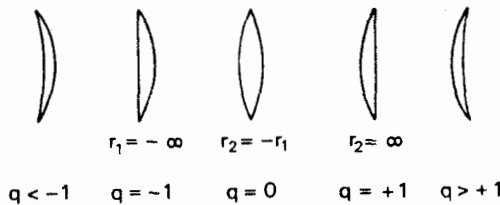


نشان دهیم، عامل شکل عدسی یعنی  $q$  طبق فرمول زیر به دست می‌آید:

$$q = \frac{r_2 + r_1}{r_2 - r_1} \quad (15-10)$$

شکل‌های متداول عدسی در شکل ۱۵ - ۱۰ ارائه شده که عامل شکل آنها از  $-1 < q < +1$  متغیر است.

با بررسی عدسیها در گسترهء کاملی از عوامل شکل، دریافت‌اند که هرگاه  $q$  به  $0.7$  نزدیک باشد کج‌نمایی کروی دارای کمترین تأثیر خواهد بود. البته، مقدار آن هیچ‌گاه صفر نمی‌شود.

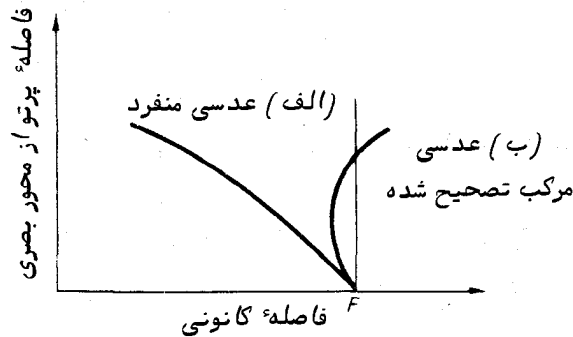


شکل ۱۵-۱۰ گستره‌ای از عدسیهای گوناگون با عوامل شکلی مختلف

چنانچه یک عدسی را طوری شکل بدهند که انحناى سطوح آن ثابت نباشد، می‌توان کج‌نمایی کروی را به طور کامل از بین برد. این عمل را از حالت کروی خارج ساختن می‌نامند و گاهی از آن در تهیهء عدسیهای شیئی تلسکوپ استفاده می‌کنند. البته این عمل متضمن مخارجی است و برای از بین بردن کج‌نمایی کروی راههای دیگری نیز وجود دارد.

کج‌نمایی کروی یک عدسی منفی نیز منفی است، بدین ترتیب که مقدار عددی فاصلهء کانونی با در نظر گرفتن پرتوهای تابیده شده‌ای که از محور بصری دورترند، افزایش می‌یابد. ترکیب یک عدسی مثبت و یک عدسی منفی می‌تواند سیستمی پدید آورد که در آن کج‌نمایی کروی وجود نداشته باشد. همچنان که قبلاً دیدیم می‌توان با به کار بردن یک سیستم دو عدسی، کج‌نمایی رنگی را نیز کاهش داد. از این رو، عدسیهای بیرنگ (آکرومات) دارای حداقل کج‌نمایی کروی هستند. در شکل ۱۵ - ۱۱ مقدار باقیماندهء کج‌نمایی کروی به ازای یک عدسی شیئی تصحیح شده نشان داده شده است. در همین شکل تأثیر کج‌نمایی کروی یک عدسی منفرد نیز برای مقایسه آورده شده است.

چنانچه تأثیرات کج‌نمایی رنگی و کروی کاملاً از بین نروند، هنگامی که تصویر اولیّه را با عدسی چشمی بنگریم می‌توانیم آن تأثیرات را مشاهده کنیم. البته، عدسی چشمی، طبیعتاً



شکل ۱۵ - ۱۱ کجمنابیی گروی طولی برای (الف) : یک عدسی منفرد و (ب) : برای یک عدسی مرکب تصحیح شده .

میدان دید را به یک زاویه کوچک محدود می‌کند و شاید اینها تنها عیوب تصویر ظاهر شده باشند . اگر میدان دید را با به کار بردن یک عدسی چشمی ویژه با زاویه باز یا قرار دادن صفحه عکاسی در صفحه کانونی تلسکوپ ، افزایش دهیم ممکن است سایر انحرافات ظاهر شوند . انحرافات که بدین طریق ممکن است آشکار شود عبارتند از : انحراف کانونی ، آستیگماتیسم ، انحنای میدان و اعوجاج میدان . هر یک از این انحرافات ممکن است در تصاویری پدید آید که این تصاویر ، نتیجه پرتوهای تابیده شده‌ای هستند که تحت یک زاویه به محور بصری می‌رسند . در قسمتهای پایین ، به طور خلاصه علت و معلولهای هر یک از این انحرافات را مورد بحث قرار دهیم .

#### ۱۵ - ۴ - ۴ انحراف کانونی

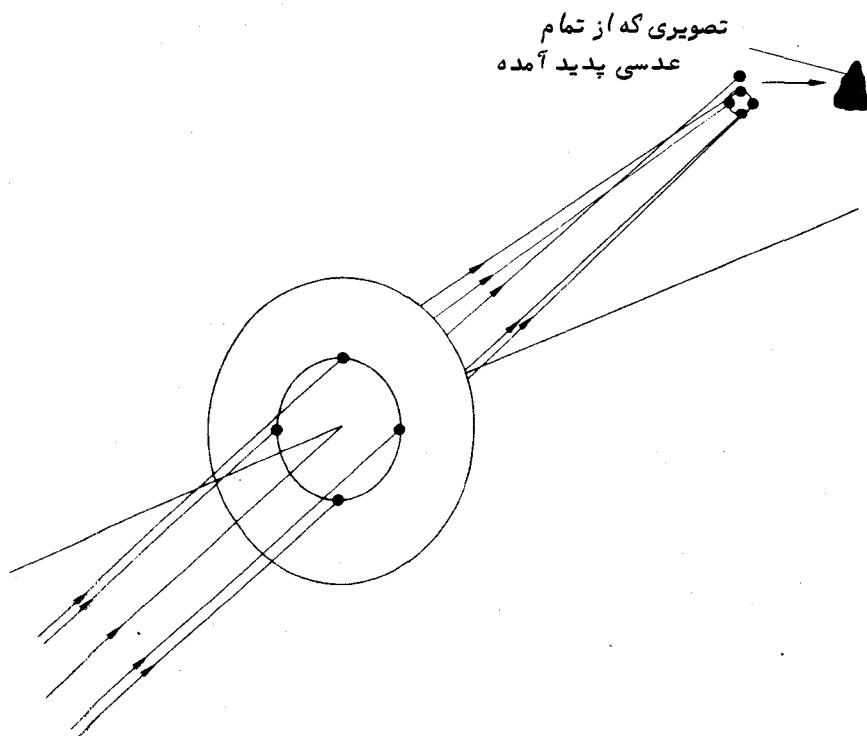
تصویری که دارای انحراف کانونی است هنگامی پدید می‌آید که یک جسم نقطه‌ای خارج از محور عدسی قرار گیرد . دلیل آن را می‌توان چنین تصور کرد که عدسی از چندین حلقه یا طوق تشکیل شده باشد . هر منطقه حلقه وار سبب تشکیل تصویری حلقوی در صفحه کانونی می‌شود . از ترکیب هر تصویر جزئی ، کل تصویر انحراف دار به دست می‌آید . نحوه به وجود آمدن انحراف کانونی در شکل ۱۵ - ۱۲ به ساده‌ترین روش نشان داده شده است .

در عدسیهای منفرد ، اندازه تصویری که دارای انحراف کانونی است به عامل شکل عدسی ،  $q$  ، بستگی دارد . در مقابل کجمنابیی گروی ، ممکن است یک تصویر به ازای مقدار معینی از عامل شکل عدسی بدون انحراف کانونی باشد . در مورد اجسام واقع در بی‌نهایت ، حالت عدم انحراف کانونی هنگامی پدید می‌آید که عامل شکل عدسی به مقداری که طبق فرمول

زیر به دست می‌آید نزدیک باشد:

$$q = \frac{(n-1)(2n+1)}{(n+1)}$$

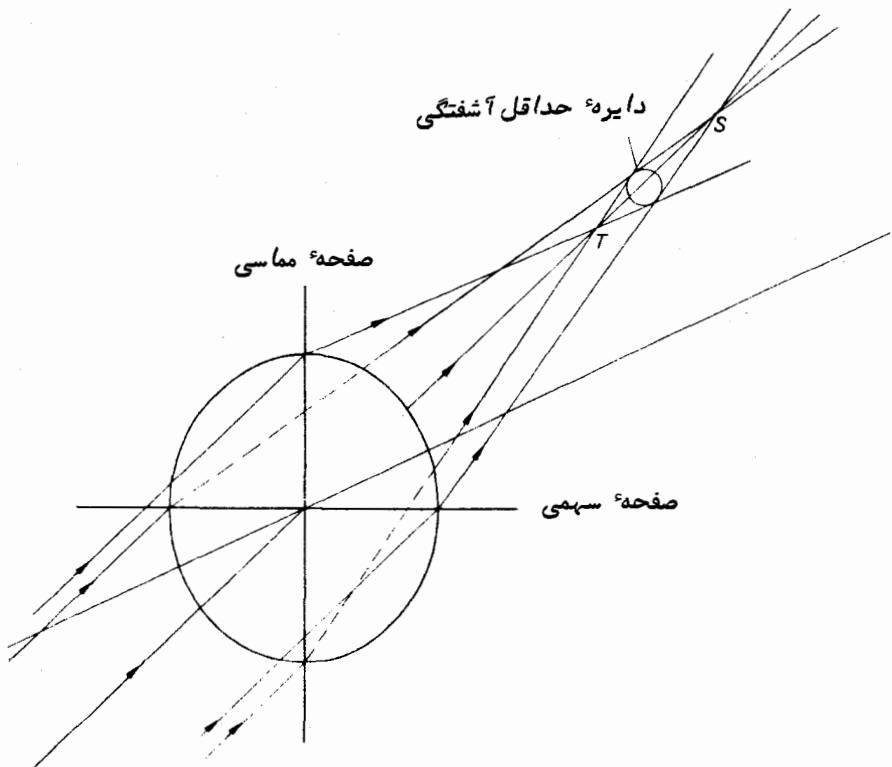
که این مقدار برای یک عدسی از جنس شیشه با ضریب شکست  $n = 1/5$ ، برابر  $q = 0/8$  خواهد بود. این مقدار به عددی که از یک عدسی با حداقل کج‌نمایی کروی به دست می‌آید، نزدیک است. ممکن است بتوان هنگامی که یک عدسی مرکب بیرنگ (آکرومات) را طراحی می‌کنند ضمن تصحیح کج‌نمایی کروی آن، انحراف کانونی آن را نیز تصحیح کرد. عدسی شیئی تلسکوپی را که عاری از این معایب باشد، عدسی بدون کج‌نمایی کروی می‌نامند.



شکل ۱۵ - ۱۲ در صورت وجود انحراف کانونی، هر حلقه عدسی تشکیل یک تصویر حلقوی می‌دهد و کل تصویر دارای انحراف را می‌توان مجموعه‌ای از این گونه تصاویر حلقوی دانست که اگر مناطق خارجی عدسی را در نظر بگیریم، اندازه این تصویر بزرگتر می‌شود.

## ۱۵-۴-۵ آستیگماتیسم

نمی‌توان انحرافات موجود در هر مجموعه از عدسیهایی که کجمنایی کروی و انحراف کانونی را در آن از بین برده‌اند، کاملاً " برطرف کرد . این موضوع خصوصاً " هنگامی مطرح است که اجسامی تشکیل تصویر می‌دهند که از محور بصری فاصله نسبتاً زیادی دارند . احتمال دارد این تصاویر دارای عیب آستیگماتیسم باشند . نتیجه آستیگماتیسم را در شکل ۱۵-۱۳ ملاحظه می‌کنید . محل کانون به قسمتی از عدسی که برای تشکیل تصویر از آن استفاده می‌شود، بستگی دارد . گستردگی محل تصویر بین دو نقطه قرار دارد . یکی از این نقاط به موضع تصویر پرتوهای درون صفحه‌ای مربوط است که از جسم نقطه‌ای مذکور و محور بصری ( یعنی صفحه مماسی ) می‌گذرد و نقطه دیگر به موضع تصویر پرتوهای مربوط می‌باشد که در صفحه‌ای عمود بر صفحه قبل قرار دارند ( صفحه سهمی ) . بین این دو نقطه، محلی قرار دارد که در آن جا کوچکترین تصویر تشکیل می‌شود و باز هم آن را دایره حداقل آشفتگی می‌نامیم .



شکل ۱۵-۱۳ نقاط  $S$  و  $T$  کانون پرتوهای هستند که از صفحات مماسی و سهمی یک عدسی می‌گذرند . گستردگی تصویر آستیگماتیسمی بین نقاط  $S$  و  $T$  است .

با بررسی تصاویر تشکیل شده توسط اجسامی که در گستره‌ای از فاصله از محور بصری قرار دارند، می‌توان سطوحی را که کانون،  $T$ ، پرتوهای صفحه، مماسی و کانون،  $S$ ، پرتوهای صفحه، سهمی در آن واقع می‌شوند، ثبت کرد. دریافت‌ها نشان می‌دهد که این سطوح به سهمیهای گردش داده شده نزدیک هستند.

یک عدسی مرکب بیرنگ منفرد احتمالاً " دارای آستیگماتیسم قابل توجهی است. البته با ترکیب دو عدسی بیرنگ (آکرمات) در فواصل مناسب می‌توان یک سطح سهموی به وجود آورد که همه تصاویر  $T$  و  $S$  را شامل شود. این سطح را به نام کاشف این خاصیت، سطح پنزوال می‌نامند.

#### ۱۵ - ۴ - ۶ انحناى میدان

سیستمی که در آن سعی شده به طور کامل آستیگماتیسم را از بین ببرند، دارای انحراف دیگری به نام انحناى میدان است و علت آن این است که نقاط دارای وضوح کامل به جای قرار گرفتن در روی یک صفحه، بر یک منحنی واقع شده‌اند. می‌توان میدان را اندکی پهن کرد ولی نتیجه این عمل عدم برطرف کردن کامل آستیگماتیسم است که گاهی تا حدی به این کار دست می‌زنند. قرار دادن دیافراگمهایی در هنگام ترکیب عدسیها نیز می‌تواند باعث کاهش انحناى میدان شود.

#### ۱۵ - ۴ - ۷ اعوجاج میدان

عدسیهای شیئی که برای برطرف کردن انحرافات فوق طراحی شده‌اند، هنوز هم ممکن است تصاویر تازی از اجسام نقطه‌ای ارائه کنند که نتیجه اعوجاج میدان است. این پدیده هنگامی رخ می‌دهد که تطابق بین فاصله یک جسم از محور بصری و فاصله تصویر آن جسم بر روی صفحه کانونی از محور بصری در سراسر میدان دید، ثابت نباشد، به عبارت دیگر مقیاس صفحه در تمام صفحه کانونی متغیر است. اعوجاج لوله‌های هنگامی پدید می‌آید که تطابق محل تصویر نسبت به فاصله آن از محور بصری کاهش می‌یابد و اعوجاج جا سنجاقی وقتی صورت می‌گیرد که تطابق مذکور با فاصله از محور بصری افزایش می‌یابد. تأثیر اعوجاج میدان را در طراحی عدسیهای شیئی می‌توان با قرار دادن دیافراگمهای مناسب کاهش داد.

#### ۱۵ - ۵ بازده انتقال در تلسکوپ شکستی

تلسکوپ شکستی به دلیل تلفات نوری که در هر سطح عدسی توسط عمل بازتاب یا عمل جذب در مواد سازنده آن پیش می‌آید، بازده انتقال کاملی ندارد.

هنگامی که یک پرتو نوری از سطحی عایق مثل شیشه‌گذرد، کسری از انرژی منتقل نمی‌شود و توسط سطح مشترک آن عایق و محیط، منعکس می‌شود. در حالت عادی تابش، کسری از نور که منعکس می‌شود،  $R$ ، از فرمول زیر به دست می‌آید:

$$R = \left( \frac{n-1}{n+1} \right)^2 \quad (12-15)$$

این مقدار برای یک شیشه معمولی با ضریب شکست  $n = 1/5$  تقریباً ۴٪ است، یعنی ۹۶ درصد انرژی منتقل می‌شود. این مقدار انرژی تلف شده زیاد نیست ولی وقتی که اتلاف انرژی در سطح هر عدسی موجود در سیستم عدسیهای چندتایی محاسبه شود، آنگاه مجموع اتلاف انرژی بازتاب خیلی زیاد می‌گردد. در یک عدسی مرکب از جنس فلینت و کراون که در بین آنها هوا قرار داشته باشد اتلاف انرژی بازتاب، در هر چهار سطح این عدسیها رخ می‌دهد. اگر اثرات بازتابهای چندگانه را به حساب نیاوریم، فرمول انتقال،  $T$ ، را می‌توانیم به شکل زیر بنویسیم:

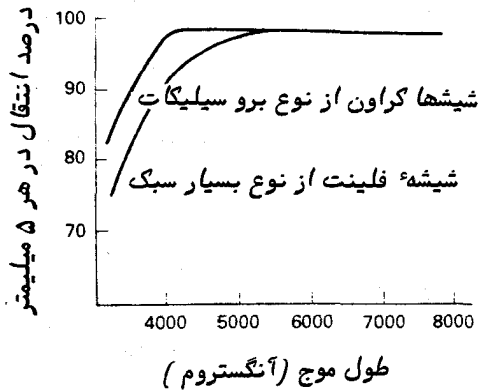
$$T = \left[ 1 - \left( \frac{n_c - 1}{n_c + 1} \right)^2 \right]^2 \left[ 1 - \left( \frac{n_f - 1}{n_f + 1} \right)^2 \right]^2 \quad (13-15)$$

در این فرمول  $n_c$  و  $n_f$  به ترتیب ضرایب شکست شیشه کراون و فلینت است، زیرا انتقال برابر است با یک منهای بازتاب. اگر مقادیر مشخص  $n_c = 1/5$  و  $n_f = 1/6$  را در معادله (13-15) به کار ببریم، می‌توان تخمین زد که انتقال عدسی مرکب ۸۳ درصد است.  $n_c$  و  $n_f$  هر دو مقداری تفرق از خود نشان می‌دهند و بدین ترتیب، بازده انتقال که طبق اتلاف انرژی بازتاب تعیین شده است، اندکی به طول موج بستگی پیدا می‌کند.

اکثر عدسیهای جدید را در خلاء توسط یک لایه ضد انعکاس که آن را بر روی سطوح عدسی رسوب می‌دهند می‌پوشانند تا مقدار اتلاف انرژی بازتاب کاهش یابد. این فرآیند را که پوشانیدن می‌نامند، به احتمال در مورد عدسیهای کوچک مثل آنتهایی که در یک سیستم چشمی به کار می‌رود، انجام می‌دهند ولی به نظر نمی‌رسد که تلسکوپی که دارای دهانه متوسط یا بزرگ است، پوشش کنند.

هنگام انتقال انرژی از مواد شفاف، مقداری از آن به دلیل فرآیندهای پراکندگی و جذب از بین می‌رود. کسر انرژی تلف شده به ماده اصلی و طول موج نور بستگی دارد. مقدار آن همچنین با ضخامت ماده‌ای که نور از میان می‌گذرد متناسب است. در اکثر شیشه‌های معمولی عمل جذب نور در سراسر طیف مرئی یکنواخت نمی‌باشد بلکه در طول موجهای کوتاهتر، مقدار انتقال به نحو قابل توجهی تنزل می‌کند. این تغییر جذب حوالی طول موج ۵۰۰۰ آنگستروم قابل تشخیص است. منحنی انتقال برای دو نوع شیشه که ممکن است در عدسیهای مرکب به

کار رود در شکل ۱۵ - ۱۴ نشان داده شده است . ممکن است با ترکیب دو عدسی که هر کدام چندین سانتیمتر ضخامت دارند ، یک عدسی شیئی بزرگ معمولی تهیه کرد . با به کار بردن مواد جدید ، تلفات جذب در مورد قسمت مرکزی طیف مرئی کمتر از ۱۰ درصد خواهد بود .



شکل ۱۵ - ۱۴ درصد انتقال در هر ۵ میلیمتر ، که تابعی از طول موج است ، برای دو نوع شیشه که به کار بردن آنها در عدسی مرکب مناسب است .

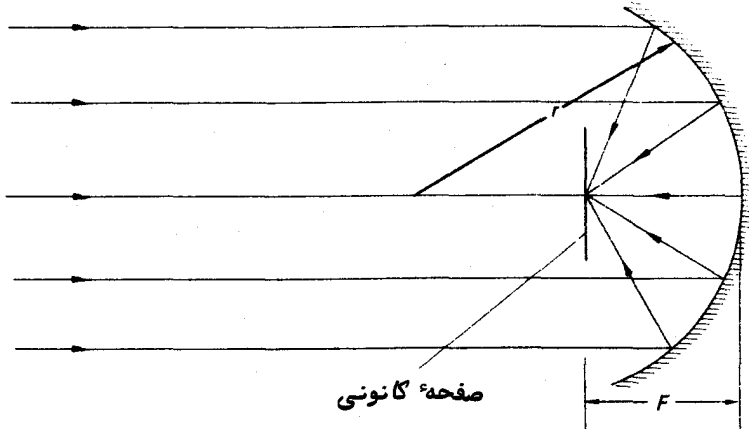
البته در نور ماورای بنفش مقدار جذب به قدری زیاد است که عمل مشاهده و رصد در باند  $U$  متوقف می‌شود ( قسمت ۲۱-۴ را ملاحظه کنید ) .

مجموع تلفات بازتاب و جذب در تلسکوپهای شکستی که در زمانهای گذشته تعبیه شده‌اند به ازای انتقال کل عدسیهای شیئی نمونه ، عددی بین ۵۰ تا ۷۰ درصد در قسمت مرکزی طیف مرئی می‌باشد .

## ۱۵ - ۶ تلسکوپهای بازتابی

۱۵-۶-۱ اصول

یک آینه مقرکروی که شعای انحنای آن  $r$  است ، دارای نقطه کانونی است که این نقطه در فاصله  $\frac{r}{2}$  از سطح آینه قرار دارد . وقتی این آینه را به سوی اجسامی که در فاصله نامعینی واقع هستند ، متوجه سازیم ، در صفحه‌ای که عمود بر محور بصری است و از این نقطه کانونی می‌گذرد تصاویری تشکیل می‌شود . در شکل ۱۵ - ۱۵ نمودار ساده‌ای از این اصل ترسیم شده است .



شکل ۱۵ - ۱۵ نمودار ساده‌ای که قابلیت یک آینه مقعر گروی را در تشکیل یک تصویر نشان می‌دهد. ( همه پرتوها از نوع پرتوهای مجاور محور هستند ) .

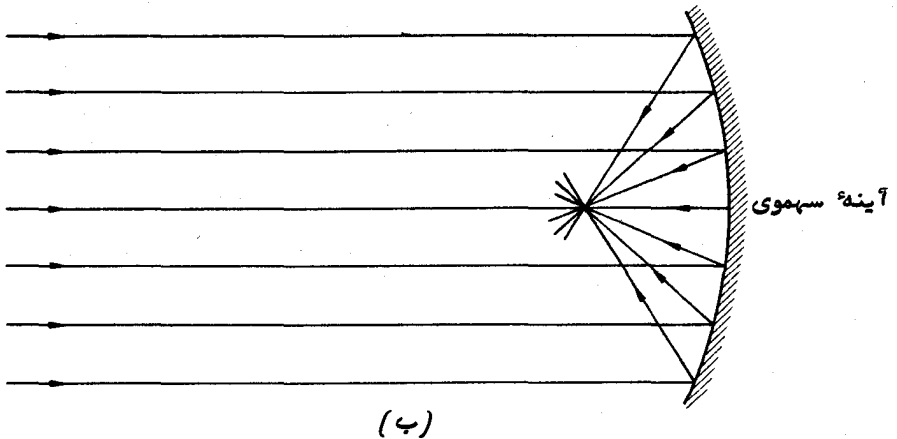
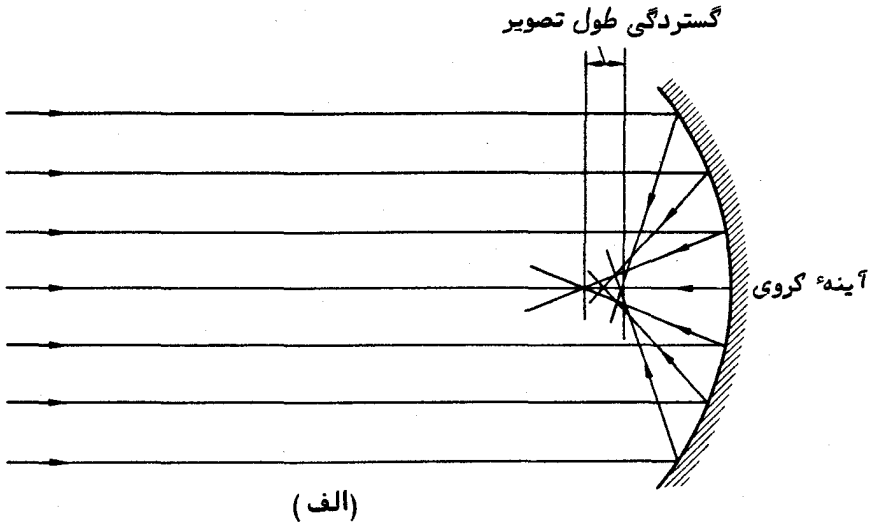
از این رو، یک آینه بزرگ که سطح جلو آن را با موادی پوشانیده‌اند، برای مقاصد نجومی همچون یک جمع کننده نوری یا تشکیل دهنده تصویر اولیه به کار می‌رود. این چنین آینه‌ای را از ماده‌ای سخت با ضریب انبساط حرارتی کم می‌سازند تا در صورت تغییر دما از خمیدگی و تغییر شکل سطح بازتابنده آن جلوگیری شود. سطح شکل گرفته مذکور را سپس با لایه‌ای از آلومینیوم تبخیر شده می‌پوشانند تا دارای ضریب بازتابی زیادی شود.

با روشی که برای تشکیل تصاویر به کار رفته است، تلسکوپهای بازتابی اصولاً " عاری از کجنامایی رنگی هستند. البته این تلسکوپها نسبت به سایر انحرافها که به طور خلاصه راجع به آنها در مبحث تلسکوپهای شکستی مطالبی ذکر کردیم، حساسند. اثرات کجنامایی کروی، انحراف کانونی، آستیگماتیسم، انحنای میدان و اعوجاج میدان را می‌توان در تصاویری که توسط آینه نخستین تشکیل می‌شود، تشخیص داد.

از آغاز کاربرد آلات و ابزار آینه‌ای در سیستمهای مختلف تلسکوپ، برای از بین بردن انحرافات گوناگون، در طراحی این سیستمها اصلاحاتی صورت گرفته است. برای مثال با استفاده از آینه‌ای که به شکل یک سهمی گردش داده شده، ساخته شده است می‌توان اثرات کجنامایی کروی را بر طرف کرد. در شکل ۱۵ - ۱۶ (الف) و ۱۵ - ۱۶ (ب) نمودارهایی ساده ترسیم شده تا اختلاف بین آینه کروی و سهمی را برای اجسامی که بر روی محور بصری قرار دارند نشان دهد. گرچه آینه سهمی به نحو چشمگیری کجنامایی کروی را برطرف می‌سازد، ولی دارای عیب آستیگماتیسم است و به همین دلیل میدان واقعا "محدودی دارد. این انحراف



را می‌توان با استفاده از صفحات تصحیح کننده که قبل از آینه<sup>۱</sup> نخستین قرار می‌گیرد برطرف کرد ولی بحث درباره<sup>۲</sup> این نوع تلسکوپ ( تلسکوپ اشمیت ) را به بعد موکول می‌کنیم .



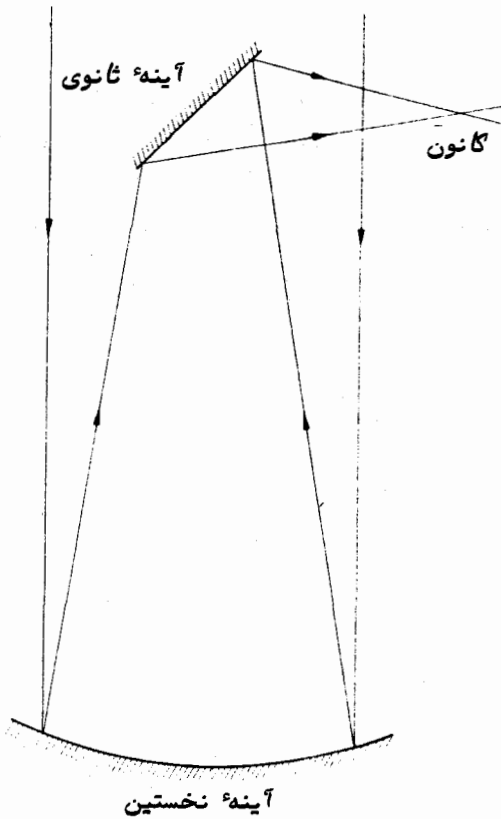
شکل ۱۵ - ۱۶ ( الف ) : آینه<sup>۱</sup> گروی که در آن اثر گجمنمایی گروی نشان داده شده .  
 ( ب ) : آینه<sup>۲</sup> سهموی که گجمنمایی گروی را برطرف ساخته است . این آینه ، پرتوهای تابیده شده را که موازی محور بصری هستند ، علی‌رغم فاصله‌شان از محور مذکور در یک گانوی متمرکز می‌کند .

برای این که به تصویر اولیه دست یابیم ، مسلم است که قسمت وسط سطح جمع کننده آینه بی‌اثر خواهد بود . کسر انرژی تلف شده به اندازهٔ ابزاری که در نقطهٔ کانون اصلی قرار داده می‌شود بستگی دارد . اگر صفحهٔ عکاسی را در صفحهٔ کانونی تلسکوپی که دهانهٔ فراخ دارد قرار دهیم ، مقدار انرژی تلف شده بسیار کم خواهد بود . اما چنانچه یک ناظر بخواهد تصویری را در کانون اولیه ببیند ، تلسکوپ مذکور باید بسیار بزرگ باشد ، در بعضی از طرحها ، توانسته‌اند آینهٔ جمع کنندهٔ نوری را خارج از محور قرار دهند به طوری که تصویر اولیه خارج از استوانه‌ای که حاشیهٔ دهانهٔ تلسکوپ را در بر می‌گیرد تشکیل می‌شود . البته ، متداولترین روش تشکیل تصویر ، استفاده از یک آینهٔ ثانوی در داخل سیستم است . این آینه در امتداد محور بصری و جلوتر از کانون آینهٔ نخستین قرار داده می‌شود و در نتیجه ، قسمت کوچکی از وسط سطح جمع کننده تلسکوپ را در بر می‌گیرد . این آینه توسط یک قاب باریک که به لولهٔ تلسکوپ متصل است در جای خود نگه داشته می‌شود . طرحهای مختلفی در مورد ترکیب این دو آینه وجود دارد که متداولترین آنها ، سیستم نیوتنی و کاسگرین<sup>۱</sup> می‌باشد . در زیر ، اصول کلی این دو سیستم آورده شده است .

### ۱۵ - ۶ - ۲ تلسکوپهای بازتابی نیوتنی

سیستم نیوتنی بدون آن که در فاصلهٔ کانونی مفید تلسکوپ تغییراتی دهد ، تصویر تشکیل شده توسط آینهٔ نخستین را به چشم ناظر می‌رساند . قسمت‌های ضروری و مهم نوری این سیستم در شکل ۱۵ - ۱۷ نشان داده شده است . یک آینهٔ تخت که سطح جلوی آن را با ماده‌ای صیقلی پوشانده‌اند ، با زاویهٔ ۴۵ درجه نسبت به محور بصری آینهٔ نخستین قرار داده شده است ، به طوری که تصویر ، دقیقا " خارج از اشعهٔ استوانه‌ای تشکیل می‌شود که آینهٔ نخستین جمع - آوری می‌کند . حاشیهٔ آینهٔ ثانوی تشکیل یک بیضی می‌دهد و آینهٔ مذکور را به همین دلیل ، آینهٔ تخت نیوتنی یا آینهٔ تخت بیضوی می‌نامند .

تنظیم موضع و کجی آینهٔ تخت نیوتنی بسادگی کنترل می‌شود و بدین لحاظ ، این سیستم بسیار مناسب است . به دلایلی ، موضع کانون که به طرف انتهای باز و آزاد تلسکوپ است ، برای مشاهدات مستقیم و یا استفاده از وسایل و تجهیزات اضافی مناسب نمی‌باشد . به همین دلایل ، غالبا " تلسکوپهای بزرگ را با سیستم کانونی نیوتنی به کار نمی‌روند .



شکل ۱۵-۱۷ سیستم نیوتنی

### ۱۵-۶-۳ تلسکوپهای بازتابی کاسگرین

سیستم کاسگرین به طور معمول از یک آینه<sup>۱</sup> کروی یا سهموی نخستین و یک آینه<sup>۲</sup> ثانوی که شکل آن محدب و هذلولی وارمی باشد تشکیل یافته است. نحوه<sup>۳</sup> قرار گرفتن وسایل و ابزار در شکل ۱۵-۱۸ نشان داده شده است و از شکل می‌توان دریافت که نه تنها از قسمت وسط آینه<sup>۴</sup> نخستین نمی‌توان بهره برد، بلکه این قسمت را سوراخ کرده‌اند تا پرتوهای همگرا بتوانند در پشت آینه<sup>۵</sup> نخستین در یک کانون متمرکز شوند. همچنین می‌توان دید که فاصله<sup>۶</sup> کانونی مؤثر این سیستم با آینه<sup>۷</sup> ثانوی افزایش یافته است. اگر  $F_p$  فاصله<sup>۸</sup> کانونی آینه<sup>۹</sup> نخستین (عددی مثبت)،  $F_s$  فاصله<sup>۱۰</sup> کانونی آینه<sup>۱۱</sup> ثانوی (مقداری منفی) و چنانچه آینه<sup>۱۲</sup> ثانوی به اندازه  $d$  درون کانون آینه<sup>۱۳</sup> نخستین قرار گرفته باشد، کانون به دست آمده هنگامی که رابطه<sup>۱۴</sup> زیر برقرار باشد

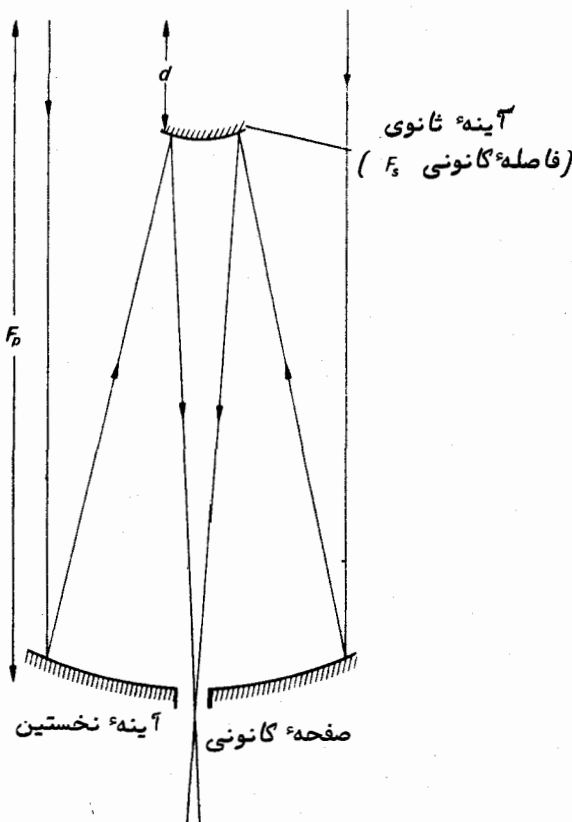
درون صفحه آینه نخستین قرار خواهد داشت :

$$\frac{1}{(F_p - d)} = \frac{1}{d} + \frac{1}{F_s} \quad (14-15)$$

فاصله کانونی معادل برای این ترکیب (یعنی فاصله کانونی یک وسیله منفرد تشکیل دهنده تصویر که در صفحه کانونی آن تصویری با اندازه مشابه پدید می‌آید) از ضرب فاصله کانونی آینه نخستین در بزرگنمایی حاصل از آینه ثانوی به دست می‌آید. چنانچه فاصله کانونی معادل را با  $F_e$  نشان دهیم، در آن صورت خواهیم داشت :

$$F_e = \frac{(F_p - d)F_p}{d} \quad (15-15)$$

در تلسکوپهای کاسگرین، برطبق طرح هر یک از آنها، مقدار بزرگنمایی توسط  $\frac{(F_p - d)}{d}$  آینه ثانوی بین ۲ تا ۵ می‌باشد. آینه ثانوی باید به اندازه کافی بزرگ باشد تا همه نور



شکل ۱۵ - ۱۸ سیستم کاسگرین

همگرای مخروطی شکل آینه<sup>۱</sup> نخستین را فرا بگیرد. قطر مورد نیاز و در نتیجه کسری از قسمت وسط آینه<sup>۱</sup> نخستین که مورد استفاده قرار نمی‌گیرد به بزرگنمایی آینه<sup>۱</sup> ثانوی بستگی دارد. می‌توان با فشار دکمه در محل آینه<sup>۱</sup> ثانوی تغییرات اندکی داد و بدین طریق، محل کانون نهایی را جابجا کرد. این عمل، خصوصاً هنگامی که یک سری آلات و ابزار برای نصب بر روی صفحه<sup>۱</sup> بنیانی تلسکوپ موجود است، مناسب می‌باشد.

یکی از نمونه‌های تغییر شکل یافته<sup>۱</sup> سیستم کاسگرین به تلسکوپ ریچی - کرتین<sup>۱</sup> معروف است. در این تلسکوپ هر دو عیب انحراف کانونی و کج‌نمایی کروی را از بین برده‌اند. بجای این که آینه<sup>۱</sup> ثانوی با قطر بیشتری نسبت به یک تلسکوپ معمولی کاسگرین به کار ببرند، تا حد زیادی از عیب آستیگماتیسم و انحنای میدان آن کاسته‌اند. از این رو، گرچه بازده نوری این تلسکوپ معادل یک تلسکوپ کاسگرین با اندازه<sup>۱</sup> مشابه آن نمی‌باشد ولی کیفیت تصویر آن بسیار عالی است.

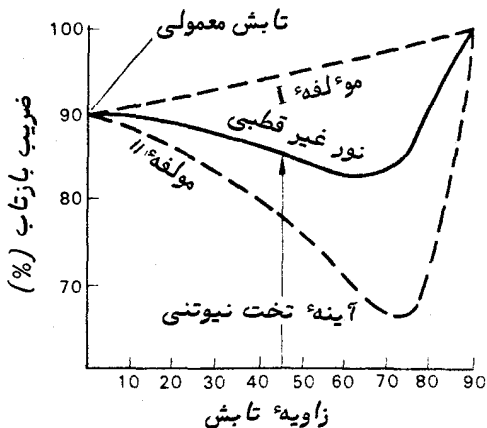
## ۱۵ - ۷ بازده انتقال در تلسکوپهای بازتابی

همه<sup>۱</sup> نوری که در دهانه<sup>۱</sup> یک تلسکوپ بازتابی جمع می‌شود نمی‌تواند بدون هیچ‌گونه تلفی از درون این سیستم عبور کند و نتیجه این می‌شود که تصاویر موجود در صفحه<sup>۱</sup> کانونی نسبت به آنچه که انتظار می‌رود، دارای شدت نور کمتری باشند. دلایل اتلاف انرژی، ابتدا آینه<sup>۱</sup> ثانوی است که مانع عبور استوانه‌ای از نور در قسمت وسط تلسکوپ می‌شود و دوم پوشش آینه‌هاست که قابلیت بازتاب کامل و صد درصد را ندارند.

مقدار انرژی تلف شده به دلیل وجود آینه<sup>۱</sup> ثانوی، از تناسب بین مجذور قطرهای آینه<sup>۱</sup> ثانوی و آینه<sup>۱</sup> نخستین به دست می‌آید. این مقدار تلف انرژی در یک تلسکوپ بازتابی معمولی تنها چند درصد است ولی در تلسکوپ‌هایی مثل تلسکوپ ریچی - کرتین ممکن است به ۲۵ درصد هم برسد.

در تلسکوپهای بازتابی جدید، برای پوشانیدن سطح آینه از آلومینیوم استفاده می‌شود. پس از شکل دادن و صیقل زدن آینه‌ها، روی شیشه را در خلاف با یک لایه آلومینیومی یکنواخت می‌پوشانند. آلومینیوم دارای خاصیت بازتابی زیادی در سراسر منطقه<sup>۱</sup> مرئی طیف است. در حال حاضر، این فلز علی‌رغم این که نقره در منطقه<sup>۱</sup> مرئی طیف خاصیت بازتابی بیشتری را داراست، بر نقره برتری دارد. زیرا نقره نور ماوراء بنفش را منعکس نمی‌کند و بعلاوه، لایه‌های نقره خیلی سریعتر از لایه‌های آلومینیومی فاسد می‌شوند. اکنون تلسکوپهای بازتابی می‌توانند

از منطقه ماورای بنفش تا حدی که شفافیت و وضوح جو اجازه می‌دهد اندازه‌گیری به عمل آورند. چون در برخی تلسکوپهای بازتابی، آینه‌هایی به کار رفته که نسبت به پرتوهای تابیده شده دارای زاویه است، اگر این زاویه را مد نظر داشته باشیم، خواهیم توانست انتقال کلی هر سیستم را تخمین بزنیم. منحنی ضریب بازتاب آلومینیومی را که تازه پوشش شده است همچون تابعی از زاویه تابش در شکل ۱۵ - ۱۹ ترسیم کرده‌ایم.



شکل ۱۵ - ۱۹ ضرایب بازتاب آلومینیومی که تازه پوشش شده است، همچون تابعی از زاویه تابش

از این رو، در یک تلسکوپ نیوتنی دو بازتاب دخالت دارد و طبق مقادیری که از منحنی شکل ۱۵ - ۱۹ اخذ شده‌اند، نور جمع‌آوری شده در تصویر در نتیجه اتلاف بازتابی یک عامل که در پایین ارائه شده است، کاهش می‌یابد.

$$0.9 \times 0.86 = 0.77$$

بازده بازتاب در تابش طبیعی

بازده بازتاب در تابش  
۴۵ درجه (نور غیرقطبی)

اگر عدد ۰/۹ را کسری از نور که توسط آینهء ثانوی قطع نشده است فرض کنیم، بازده انتقال کلی تلسکوپ از رابطه زیر به دست خواهد آمد:

$$0/77 \times 0/9 = 0/69$$

مقدار پوشیدگی نوری ←  
 بازده بازتاب کلی ←  
 توسط آینه ثانوی

یک تلسکوپ بازتابی نمونه با بازده انتقال کلی ۶۹ درصد اندکی با یک تلسکوپ شکستی نمونه از نظر بازدهی اختلاف دارد. منحنیهای شکل ۱۵ - ۱۹ تنها برای سطوحی که تازه با آلومینیوم پوشیده شده اند، معتبر است. با گذشت مدت زمان پوشش، خاصیت بازتابی آن کاهش می یابد و به همین دلیل بازده انتقال یک سیستم بازتابی را نمی توان ثابت نگه داشت مگر این که به طور متناوب آینه ها را با آلومینیوم تازه بپوشانند.

از شکل ۱۵ - ۱۹ همچنین در می یابیم که منحنیهای بازتاب برای مؤلفه های تجزیه شده<sup>۶</sup> پرتو متفاوت هستند. چنانچه در تابش جمع آوری شده توسط تلسکوپ قطبش وجود داشته باشد، ضریب بازده مؤثر کل سیستم نیوتنی به رابطه بین قطبش و جهت آینه نختی نیوتنی بستگی خواهد داشت. هنگامی که روشنایی منابعی را که دارای خواص قطبش متفاوت هستند، با هم مقایسه می کنیم، ممکن است نتایج نادرستی به دست آید مگر این که اثرات قطبش تلسکوپ را نیز به حساب آوریم. به علاوه در سیستم نیوتنی، ثبت اندازه های قطبش بدون رخ دادن اشتباهات مکرر بسیار مشکل است.

### ۱۵ - ۸ مقایسه تلسکوپهای شکستی و بازتابی

نسبت کانونی تلسکوپهای شکستی بین  $f/4$  تا  $f/30$  است. تلسکوپهایی که دارای دو عدسی بیرنگ (آکرومات) هستند، شیئی هایی ارائه می کنند که نسبت کانونی کوچک آنها بین  $f/4$  و  $f/8$  است. در این سیستم عیب آستیگماتیسم برطرف شده و برای عکس برداری از میدان ستارگان به کار می رود. این چنین تلسکوپها را گاهی به نام تلسکوپهای اخترنگار می نامند. در تلسکوپی که برای مشاهدات معمولی یا چشم و یا با سایر ابزار اضافی در نظر گرفته شده است، یک شیئی با نسبت کانونی متوسط (یعنی  $f/8$  تا  $f/15$ ) به کار می رود. شیئی با نسبت کانونی بیشتر و در نتیجه مقیاس صفحه بزرگتر، هنگامی مورد استفاده قرار می گیرد که جزئیات تصاویر را بخواهند بررسی کنند. تلسکوپهای دیگری نیز وجود دارد که دارای نسبت کانونی بیشتری مثلا "  $f/30$  هستند اما این تلسکوپها بزرگتری بلندند و به کارگیریشان دشوار.

کانون اصلی یک تلسکوپ بازتابی معمولا " نسبت کانونی بین  $f/3$  تا  $f/7$  تشکیل می دهد و چنین سیستمی را غالبا " برای عکس برداری مورد استفاده قرار می دهند. با به کار بردن سیستم کاسرین نسبتهای کانونی بیشتری به دست می آید که این نسبتها بین  $f/8$  تا

$f/20$  متغیر است . می‌توان با سیستم کوده (فصل ۱۹ را ملاحظه کنید) نسبتهای کانونی خیلی زیادی مثلا " تا  $f/60$  به دست آورد . این سیستم را تقریبا " به صورت انحصاری در مطالعات و بررسی طیف با نتیجه عالی به کار می‌برند .

از این رو ، به دلیل تنوع زیاد طرحهای تلسکوپ و کاربرد وسیع آنها ، نمی‌توان مقایسه جامعی بین قابلیت‌های سیستم بازتابی و شکستی انجام داد و فقط چند نکته را می‌توان ذکر کرد .

با بررسی اجمالی سیستمهای نوری می‌توان تصور کرد که یک تلسکوپ بازتابی تصاویر واضحتر و با کیفیت بهتری را نسبت به یک تلسکوپ شکستی تشکیل می‌دهد و مزیت مهمی که این تلسکوپ در وهله اول از خود نشان می‌دهد این است که عاری از کجنامایی رنگی است . کیفیت تصاویر تشکیل شده در هر سیستم به صحت سطوح نوری که این تصاویر را به وجود می‌آورد بستگی دارد ، یعنی ، انتظار می‌رود سیستمی که دارای کمترین سطوح است ، از بهترین کیفیت برخوردار باشد . یک تلسکوپ بازتابی معمولی دارای دو سطح نوری است ، در حالی که عدسی درون شیئی یک تلسکوپ شکستی بیرنگ چهار سطح دارد و ممکن است بر این اساس تصور شود که تلسکوپ بازتابی ، وسیله‌ای برتر می‌باشد . البته این موضوع کاملا " صادق نیست زیرا برای این که تصویری با کیفیت مشابه پدید آید ، باید کار دقیقتری روی سطح بازتابنده انجام شود تا روی یک سطح شکستی . برای این که یک عدسی شیئی از کیفیت خوبی برخوردار باشد ، باید شیشه اجزای آن از نظر نوری همگن باشد در صورتی که ، تنها لازم است سطوح موجود در یک سیستم بازتابی را به نحوی مطلوب شکل داد . انتخاب قطعه شیشه ، قبل از آغاز کارهای برش و صیقل برای یک عدسی شیئی مهمتر است تا یک آینه . تهیه و ساخت قرصهای بزرگ شیشه‌ای همگن بسیار مشکل است . این یکی از دلایلی است که چرا همه تلسکوپهای بزرگ از نوع بازتابی هستند .

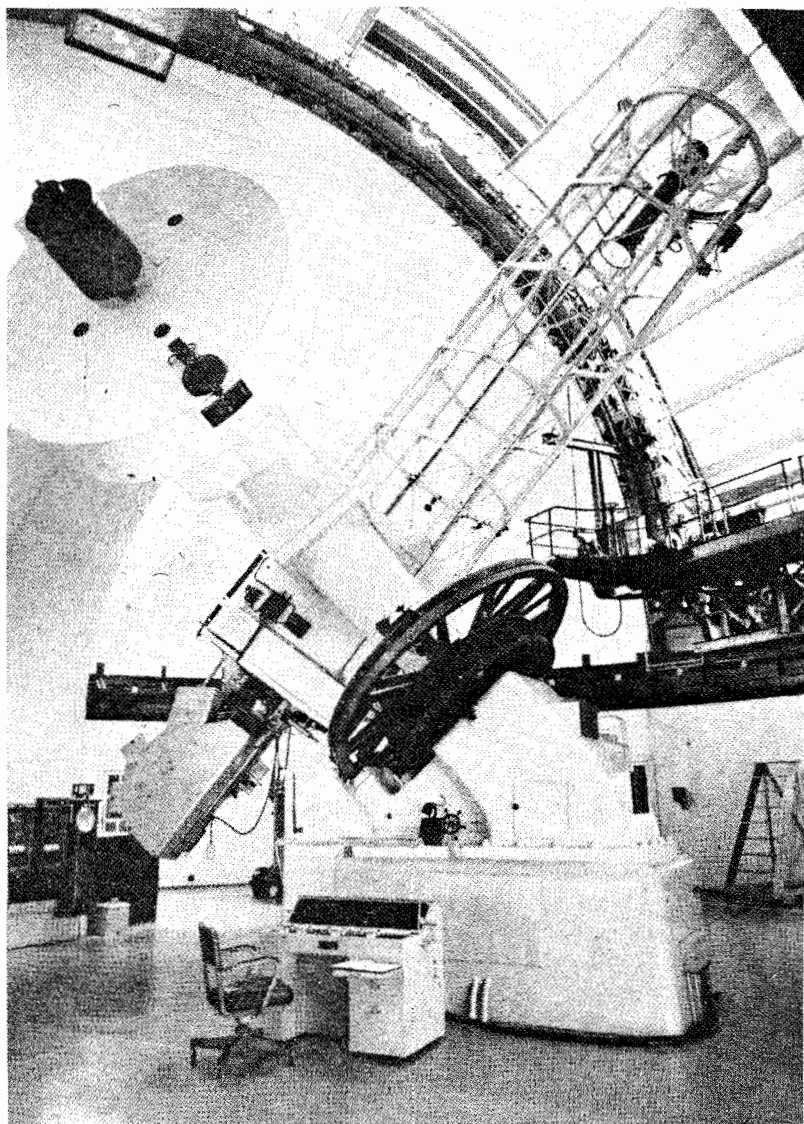
برخلاف مزیت‌هایی که در بالا اشاره شد ، بسیاری از ناظران مجرب ترجیح می‌دهند در اندازه‌گیری‌هایشان ، تلسکوپ شکستی به کار برند و به نظر می‌رسد این نوع تلسکوپها در شرایط واقعی کار در گنبد تلسکوپ کارآیی بهتری دارند . احتمالا " دلیل اصلی این موضوع این است که تلسکوپ شکستی نسبت به تغییرات دما که در خلال شب رخ می‌دهد حساسیت کمتری دارد . کاهش دما باعث انقباض ابزار و آلات نوری و در نتیجه تغییر شکل سطوح نوری می‌شود . در تلسکوپهای شکستی هر گونه پیچیدگی و درهمی را که در سطح جلوی عدسی پیش می‌آید ، تا اندازه زیادی با تغییراتی که در سطح پشتی آن عدسی رخ می‌دهد از بین می‌برند . بدین ترتیب معمولا " تغییرات دمای درون گنبد تلسکوپ ، تأثیر اندکی بر تصاویر تشکیل شده از عدسی شیئی دارد . اما در یک آینه ، سطوح رویی و پشتی آن به یک نسبت یکسان در معرض





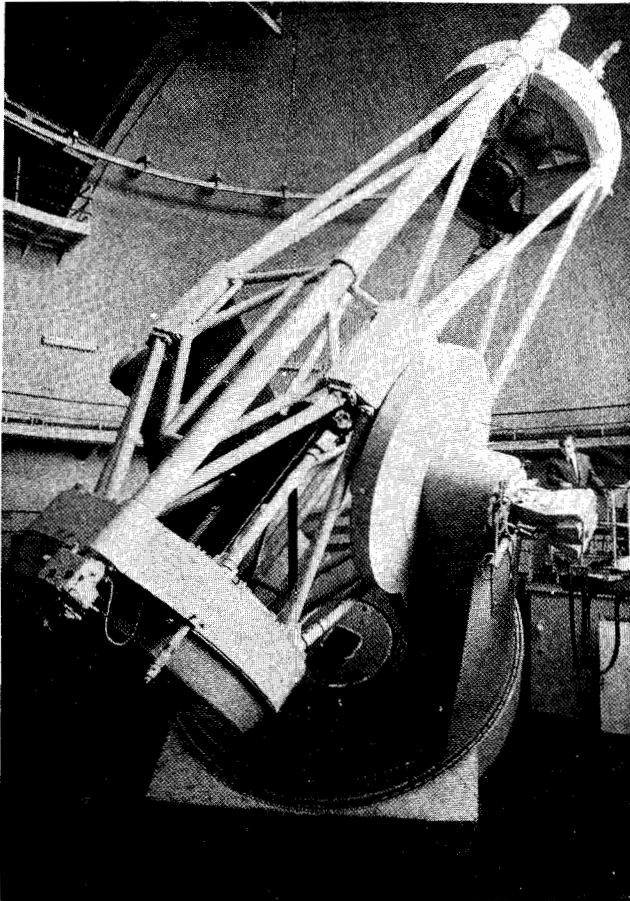
شکل ۱۵-۲۰ تلسکوپ شکستی، ۴۰ اینچی (۱۰۲ سانتیمتر) مستقر در مرکز شهری از ایالت ویسکانسین. (با کسب اجازه از انجمن سلطنتی ستاره‌شناسان).

تغییرات دمانیستند و بنابراین دارای تغییرات دمای متفاوتی می‌باشند. بعضی از تلسکوپهای بازتابی کوچکتر نسبت به حرارتی که از بدن ناظر ساطع می‌شود حساسند که این حرارت باعث



شکل ۱۵ - ۲۱ تلسکوپ بازتابی ۷۲ اینچی (۱/۸۲ متر) رصدخانه اختر فیزیک دومینیون در شهر ویکتوریا، که با یک طیف سنج کاسگرین مجهز شده است. (با اجازه از انجمن سلطنتی ستاره شناسان).

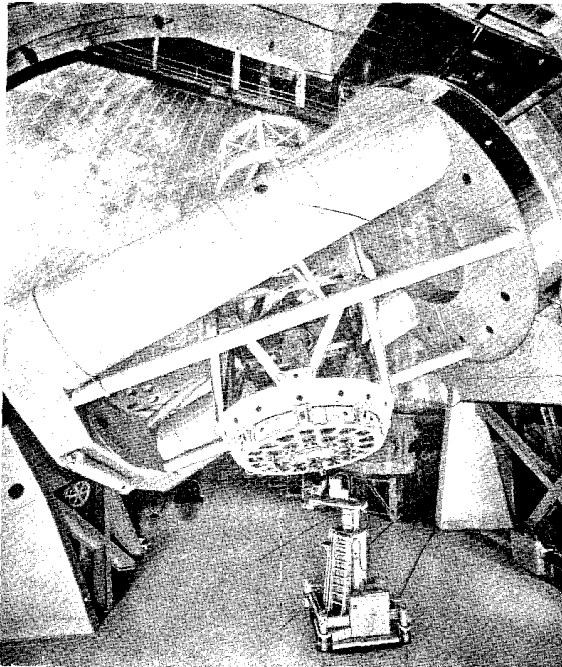
کشش در آینه و در نتیجه، پیچیدگی و تاب برداشتن سطح آن می‌شود. در شرایط حاد و سخت، در برخی از تلسکوپ‌های بازتابی چندین تصویر تشکیل می‌شود که هر یک از تصاویر مذکور، توسط قسمت خاصی از سطح آینه پدید می‌آید. مسأله مهم در این است که ماده سازنده آینه دارای ضریب انبساط حرارتی کمی باشد. شیشه مسطح معمولی از این نظر مناسب نمی‌باشد در حالی که، پیرکس که بیشتر از آن استفاده می‌شود دارای ضریب انبساط حرارتی حدود یک سوم ضریب انبساط شیشه معمولی است. بسیاری از



شکل ۱۵ - ۲۲ تلسکوپ ایزاک نیوتن (۲/۵ متری) که قبلاً "در رصدخانه سلطنتی گرینویچ نصب بوده است. (با کسب اجازه از انجمن سلطنتی ستاره شناسان).

تلسکوپهای مدرن بزرگ با ماده جدیدی به نام سرویت<sup>۱</sup> ساخته می‌شود که دارای ضریب انبساط حرارتی بسیار کمی است .

همه تلسکوپهای بزرگ که قطری بیشتر از یک متر (۴۰ اینچ) دارند از نوع بازتابی هستند . مشکلات طراحی تلسکوپهای بزرگ ، چه مشکلات مکانیکی و چه نوری ، را می‌توان به نحو ساده‌تری در نوع بازتابی آن برطرف کرد . برای مثال ، واضح است که هر چه اندازه تلسکوپ بیشتر باشد ، وزن قسمت جمع‌کننده نوری آن سنگینتر خواهد بود . کششهای مکانیکی که از وزن جمع‌کننده نوری ناشی می‌شود ، نسبت به نقطه‌ای در آسمان که تلسکوپ متوجه آن است فرق می‌کند . این کششها در تلسکوپهای بزرگ به قدری تأثیر دارند که باعث تاب خوردگی سطوح



شکل ۱۵-۲۳ تلسکوپ ۲۰۰ اینچی (۵/۰۸ متری) بازتابی هیل در مونت پالومار ایالت کالیفرنیا (عکس از رصدخانه‌های مونت ویلسون و پالوم تهیه شده است) .

نوری و در نتیجه خراب شدن تصویر می‌شوند . در این مورد ، برای تلسکوپهای شکستی اقدامات

زیادی نمی‌توان انجام داد، زیرا عدسی شیئی را تنها می‌توان با لبه آن تثبیت کرد. البته در تلسکوپهای بازتابی می‌توان آینه جمع‌کننده را از سطح پشت آن درجایش محکم نگاه داشت. در واقع، می‌توان مجموعه‌ای از صفحات فشاری در این وسیله نکه دارنده تعبیه کرد تا بر طبق محل آینه، کشش موجود در آینه را بر طرف و متعادل سازد.

جدول ۱۵ - ۱ مقایسه‌ای بین تلسکوپهای بازتابی و شکستی

مقایسه	تلسکوپ بازتابی	تلسکوپ شکستی	اظهار نظرها
موارد نوری	سطوح نوری کمی دارد.	دارای سطوح نوری بیشتری است.	دقت سطوح بازتابنده از سطوح شکست بیشتر است.
انحرافات	کج‌نمایی رنگی در این سیستم وجود ندارد.	کمی کج‌نمایی رنگی وجود دارد.	سایر انحرافات در هر دو سیستم وجود دارد که به طرح هر یک از آنها بستگی دارد.
تصویر نظری	طرح پراش به علت وجود قباب، بزرگ است. شکل طرح ممکن است برای برخی از مشاهدات زیان‌آور باشد.	طرح پراش دارای تقارن دایره‌ای است.	تفکیک تلسکوپ ملاحظه کنید. قسمت ۱۶ - ۲ را در مورد توان
بازده انتقال	اتلاف انرژی توسط بازتاب غیر مؤثر و پوشیدگی تصویر با آینه ثانوی.	در سطوح عدسی، به علت بازتاب، انرژی تلف می‌شود و عدسیها در درون خود انرژی را جذب می‌کنند.	در تلسکوپهای کوچک و متوسط بازده انتقال قابل مقایسه است (تقریباً ۵۰ تا ۶۰ درصد). به علت اتلاف انرژی جذبی زیاد در عدسیهای شیئی بزرگ تلسکوپهای بزرگ بازتابی بر تلسکوپهای بزرگ شکستی برتری دارند.

<p>تلسکوپهای شکستی نمی‌توانند در باند U که از نظریین المللی شناخته شده است (باند نور نور ماورای بنفش) به کار اندازه‌گیری بپردازند .</p>	<p>عمل جذب در شیشه تا حد زیادی به طول موج بستگی دارد . قسمت اعظمی از نور ماورای بنفش در این سیستم جذب می‌شود .</p>	<p>آینه‌هایی که با آلومینیوم پوشانیده می‌شوند در طیف مرئی ، هیچ تغییری در انعکاس نشان نمی‌دهند یا خیلی کم نشان می‌دهند .</p>	<p>گستره طول موج</p>
<p>تلسکوپهای شکستی بزرگ دارای عیب کش هستند - سیستمهای بازتابی برای تلسکوپهای بسیار بزرگ به کار می‌رود .</p>	<p>در این سیستم ، سطوح نوری تنها از اطراف نگه داشته می‌شوند .</p>	<p>سطوح نوری این سیستم از پشت و اطراف لبه آن محکم در جای خود قرار می‌گیرد .</p>	<p>شیوه نصب</p>
<p>ناظران بصری بیشتر تلسکوپهای شکستی را ترجیح می‌دهند .</p>	<p>کمتر تابع تغییرات دما است . پس از تنظیم یک بار عدسی شیئی ، این سیستم به مراقبتی نیاز نخواهد داشت یا میزان مراقبت مورد لزوم اندک است .</p>	<p>با تغییر دما ، سطح آن تغییر می‌یابد . به دلیل فاسد شدن پوشش روی آینه با گذشت زمان ، سطوح نوری هر چند وقت یک بار باید دوباره پوشش شوند .</p>	<p>ثبات</p>
			<p>تعمیرات و نگهداری</p>

از نظر توان جمع‌آوری نور تهیه تلسکوپهای شکستی بزرگ مقرون به صرفه نیست . با افزایش قطر عدسی شیئی ، ضخامت آن و مقدار جذب آن نیز زیاد می‌شود . نسبت انتقال به قطر تلسکوپ با افزایش دهانه تلسکوپ کم می‌شود و بدین ترتیب در این جا قانون بازده نزولی صدق می‌کند . در تلسکوپهای بازتابی که دارای نسبت کانونی مشابه ولی اندازه‌های مختلفی هستند ، کسر انرژی تلف شده در بازده انتقال ثابت می‌باشد .

خصوصیات دیگر سیستمهای تلسکوپ را در قسمتهای مربوط به آنها مطرح کرده‌ایم . برخی از این خصوصیات را که می‌توان آنها را مقایسه کرد در جدول ۱۵ - ۱ آورده‌ایم .

جدول ۱۵ - ۲ برخی از تلسکوپهای بزرگ دنیا

نوع	اندازه	محل نصب و استقرار آن
تلسکوپ * شکستی	۱۰۲ سانتیمتر (۴۰ اینچ)	یرکز، ویلیام بی، ویسکانسین، ایالات متحده آمریکا
	۹۱ سانتیمتر (۳۶ اینچ)	لیک، کالیفرنیا، ایالات متحده آمریکا
	۸۳ سانتیمتر (۳۲/۷ اینچ)	مودن، فرانسه
	۸۰ سانتیمتر (۳۲ اینچ)	پاتسدام، آلمان
	۷۶ سانتیمتر (۳۰ اینچ)	آرگینی، پیترزبورگ، ایالات متحده آمریکا
تلسکوپ بازتابی * *	۶ متر (۲۳۶ اینچ)	رصدخانه اختر فیزیک زلنچوکسکایا، کوههای قفقاز اتحاد جماهیر شوروی
	۵/۰۸ متر (۲۰۰ اینچ)	هیل، مونت پالومار، کالیفرنیا، ایالات متحده آمریکا
	۳/۹۰ متر (۱۵۴ اینچ)	آنگلو-استرالیان تلسکوپ، سایدینگ اسپرینگ
	۳/۸۱ متر (۱۵۰ اینچ)	استرالیا کیت پیگ، آریزونا، ایالات متحده آمریکا
	۳/۸۱ متر (۱۵۰ اینچ)	سر و تولولو، شیلی
	۳/۶۰ متر (۱۴۰ اینچ)	رصدخانه جنوبی اروپا، لاسیلا، شیلی
	۳/۰۵ متر (۱۲۰ اینچ)	لیک، کالیفرنیا، ایالات متحده آمریکا
	۲/۷۲ متر (۱۰۷ اینچ)	مکدونالد، نکزاس، ایالات متحده آمریکا
	۲/۶۴ متر (۱۰۴ اینچ)	رصدخانه اختر فیزیک کریمه، اتحاد جماهیر شوروی
	۲/۵۴ متر (۱۰۰ اینچ)	هوک، مونت ویلسون، کالیفرنیا، ایالات متحده آمریکا

\* کلیه تلسکوپهای شکستی بزرگ قبل از آغاز قرن بیستم ساخته شده‌اند.

\* علاوه بر این تلسکوپهای بازتابی، چندین تلسکوپ بزرگتر از ۳ متر نیز آماده

بهره‌برداری یا در آخرین مراحل طراحی است.

مثال ۱۵ - ۱ یک عدسی با قطر ۴۰۰ سانتیمتر به ازای مناطق آبی و قرمز طیف دارای فواصل کانونی به ترتیب  $f_B = ۲۹۹۵$  میلیمتر و  $f_R = ۳۰۰۰$  میلیمتر است .  
الف - مقدار فاصله کانونی معادل محلی را که دایره حدافل آشفتهگی در آن قرار دارد حساب کنید .

ب - اندازه خطی تصویر یک ستاره در این نقطه کانونی چقدر است ؟  
الف - در مثلثهای مشابه داریم که ( شکل ۱۵ - ۲۴ را ملاحظه کنید ) :

$$\frac{D}{f_B} = \frac{d}{f_c - f_B} \quad , \quad \frac{D}{f_R} = \frac{d}{f_R - f_c}$$

از تقسیم این کمیتها ، خواهیم داشت :

$$\frac{f_R}{f_B} = \frac{f_R - f_c}{f_c - f_B}$$

بنابراین :

$$\therefore f_c = \frac{2f_B f_R}{f_R + f_B}$$

به عبارت دیگر :

$$f_c = \frac{۲ \times ۳۰۰۰ \times ۲۹۹۵}{۵۹۹۵}$$

$$f_c = ۲۹۹۷ \quad \text{میلیمتر}$$

ب - دوباره طبق مثلثهای مشابه داریم :

$$\frac{d}{(f_c - f_B)} = \frac{D}{f_B}$$

بنابراین :

$$d = \frac{D(f_c - f_B)}{f_B}$$

به عبارت دیگر :

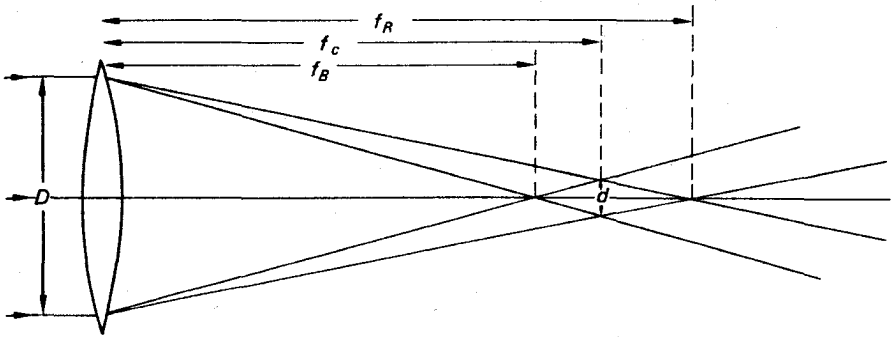
$$d = \frac{۴۰ \times ۲}{۲۹۹۵}$$

$$d = ۰/۳۳ \quad \text{میلیمتر}$$

مثال ۱۵ - ۲ یک عدسی دارای کجنامایی کروی است . قطر این عدسی ۲۰۰ میلیمتر است و فاصله کانونی آن به ازای پرتوهای تابیده شده به لبه آن ۹۹۰ میلیمتر و به ازای پرتوهایی که ۵۰ میلیمتر از محور بصری فاصله دارند ۱۰۰۰ میلیمتر است .

الف - محل صفحه‌ای که دایره حدافل آشفتهگی در آن قرار دارد ، کجاست ؟





شکل ۱۵ - ۲۴ مربوط به مثال (۱۵ - ۱). دایره حد اقل آشفتگی یک تصویر رنگی

ب - اندازه تصویر در این صفحه چقدر است؟

الف - طبق مثلث‌های مشابه داریم (شکل ۱۵ - ۲۵ را ملاحظه کنید):

$$\frac{D}{F} = \frac{S}{x}$$

و:

$$\frac{d}{f} = \frac{S}{f - (F + x)}$$

پس از حذف \$S\$ خواهیم داشت:

$$\frac{d}{f} = \frac{Dx}{F[f - (F + x)]}$$

بنابراین:

$$x = \frac{dF(f - F)}{Df + dF}$$

$$= \frac{100 \times 990 \times (1000 - 990)}{(2000 \times 1000) + (100 \times 990)}$$

$$= 3/3 \text{ میلی‌متر}$$

صفحه‌ای که دایره حد اقل آشفتگی در آن قرار دارد در فاصله ۹۹/۳۳ میلی‌متری عدسی

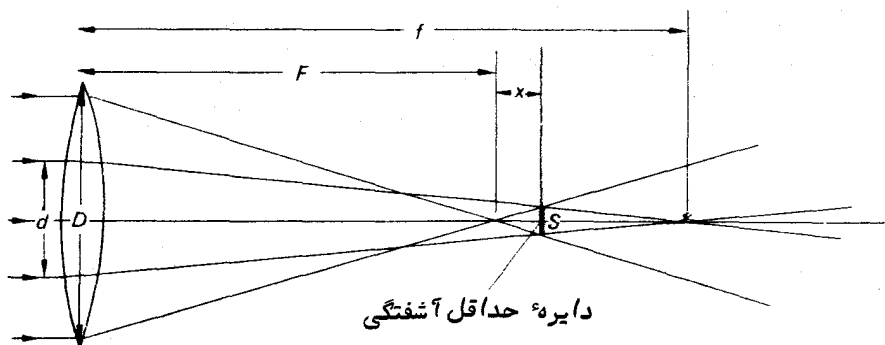
واقع است.

ب - حال:

$$s = \frac{x D}{F}$$

$$= \frac{33 \times 200}{990}$$

$$= 0/67 \text{ میلیمتر}$$



شکل ۱۵ - ۲۵ مربوط به مثال (۱۵ - ۲). دایره حداقل آشفتگی یک تصویر که دارای کج‌نمایی گروی است.

### مسائل فصل پانزدهم

۱- ماه دارای قطر زاویه‌ای ۳۰ دقیقه قوسی است و با تلسکوپ که فاصله کانونی آن ۵۰۰۰ میلیمتر است از آن عکسبرداری کرده‌ایم. اندازه تصویر ماه در روی صفحه عکاسی چقدر است؟

۲- یک تلسکوپ با قطر ۵۰۰ میلیمتر و  $f/12$  برای اندازه‌گیری یک ستاره دوتایی به‌کار می‌رود. مقیاس صفحه این تلسکوپ چقدر است؟ دو ستاره به اندازه ۲ ثانیه قوسی از هم فاصله دارند، جدایی خطی آنها در صفحه کانونی این تلسکوپ چقدر است؟

۳- یک ستاره با فاصله سمت‌الرأسی  $70^\circ$  با استفاده از یک تلسکوپ بازتابی که دارای فاصله کانونی مؤثر ۸۰۰۰ میلیمتر است، عکسبرداری شده است. فرض کنید صفحه عکاسی از ۳۶۰۰ آنگستروم تا ۶۵۰۰ آنگستروم را ثبت کند. در این صورت طول تصویر (بر حسب میلیمتر) این ستاره چقدر خواهد بود؟ (ضریب شکست هوا به ازای این طول موجها به ترتیب ۱/۱۰۰۰۲۵۱ و ۱/۱۰۰۰۲۹۱ می‌باشد).

۴- یک عدسی مثبت ساده که از شیشه‌ای با ضریب شکست  $1/55$  ساخته شده است، به ازای طول موج خاصی دارای فاصله کانونی ۵۰۰۰ میلیمتر است. فاصله کانونی این عدسی به ازای طول موجی که ضریب شکست شیشه، در آن طول موج  $1/54$  می‌باشد، چقدر است؟

۵- در یک تلسکوپ، آینه نخستین آن به قطر ۵۰۰ میلیمتر دارای نسبت کانونی  $f/4$

است. این آینه در یک تلسکوپ کاسگرین قرار دارد و آینهٔ ثانوی آن به اندازهٔ ۴۰۰ میلی‌متر در داخل کانون اولیه جای داده شده است، به طوری که تصویرنهایی در صفحهٔ آینهٔ نخستین تشکیل می‌شود.

الف - فاصلهٔ کانونی موثر این تلسکوپ چقدر است؟

ب - نسبت کانونی موثر این سیستم چقدر است؟

ج - فاصلهٔ کانونی آینهٔ ثانوی چقدر است؟

د - چنانچه تمام مساحت آینهٔ ثانوی را به کار ببریم، کسر انرژی تلف شده در جمع کنندهٔ نوری را به علت پوشیدگی آینهٔ ثانوی حساب کنید.

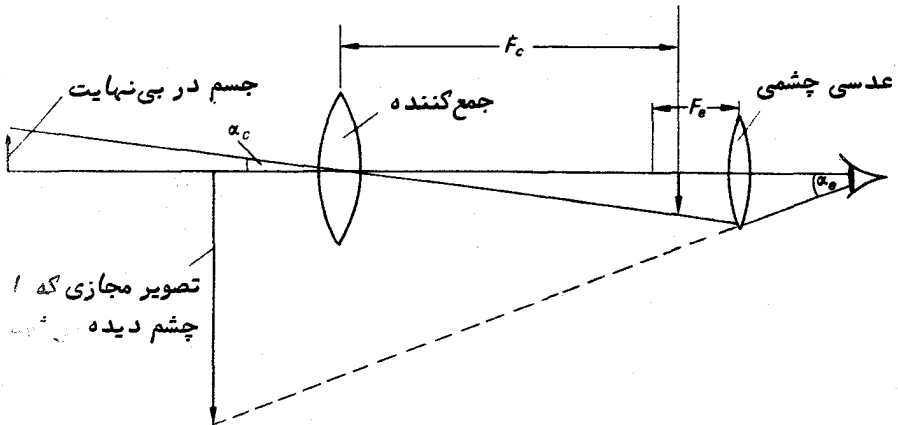
۶ - در یک تلسکوپ نیوتنی یک آینهٔ نخستین با قطر ۷۰۰ میلی‌متر به کار رفته است.

آینهٔ تخت این تلسکوپ طوری نصب شده که تصاویر در ۱۵۰ میلی‌متری خارج از پرتو جمع‌آوری شده تشکیل می‌شود. چند درصد از نور جمع‌آوری شده به علت پوشیدگی آینهٔ تخت تلف می‌شود؟

## کاربرد بصری تلسکوپها

### ۱۶ - ۱ توان بزرگنمایی

برای بررسی بصری تصاویری که توسط جمع کننده تلسکوپ تشکیل می شود باید از نوعی عدسی چشمی استفاده کرد . نتیجه استفاده از یک عدسی چشمی به نحو خلاصه شده ای در شکل ۱۶ - ۱ نشان داده شده که در آن تصویر مجازی در محل کمترین فاصله وضوح برای چشم یا در ماورای آن تشکیل می شود . ( تصویر واقعی نهایی بر روی شبکیه چشم تشکیل می گردد ) . تحت این شرایط می توان دید تصویری که توسط جمع کننده به وجود می آید در داخل کانالون چشمی قرار دارد . این شکل نشان می دهد که در این عدسی ساده ، تصویر مورد مشاهده وارونه شده است .



شکل ۱۶ - ۱ کاربرد بصری تلسکوپ . جمع کننده را به عنوان شیئی در نظر گرفته ایم و می توان این سیستم رایگ سیستم بازتابی دانست .

نسبت زاویه های را که تصویر مجازی در چشم ایجاد می کند ( $\alpha_e$ ) به زاویه ای که جسم مورد

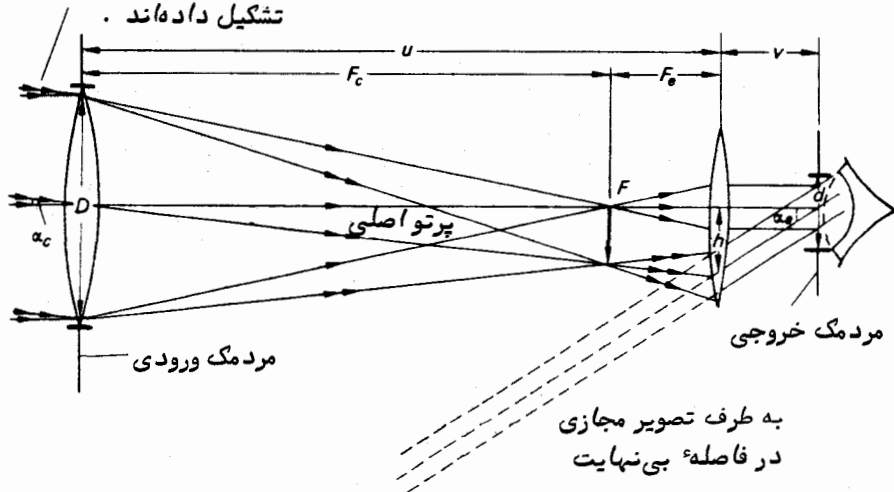
نظر در جمع‌کننده تشکیل می‌دهد ( $\alpha_c$ )، توان بزرگنمایی،  $m$ ، کل سیستم نوری می‌نامند.  
پس:

$$m = \frac{\alpha_c}{\alpha_c} \quad (1-16)$$

در مشاهدات نجومی، روش معمول این است که طوری محل چشمی را تنظیم می‌کنند که به نظر برسد تصویر مجازی در فاصله بی‌نهایت تشکیل شده است. واضح است که در این تنظیم، عدسی چشمی با فاصله کانونی خود باید از تصویری که توسط جمع‌کننده در صفحه کانونی جمع‌کننده تشکیل می‌شود فاصله معینی داشته باشد. این وضعیت در شکل ۱۶ - ۲ نشان داده شده است. دهانه جمع‌کننده مثل مردمک ورودی و تصویر دهانه جمع‌کننده که توسط چشمی تشکیل می‌شود مشابه مردمک خروجی کار می‌کند. فاصله عدسی چشمی (یا آخرین عدسی یک چشمی مرکب) از مردمک خروجی را فاصله چشمی می‌نامند؛ زیرا همه پرتوهای موجود در میدانی که با تلسکوپ دیده می‌شود از مردمک خروجی می‌گذرد و چشم باید در این محل قرار گیرد. پرتوی که از مرکز جمع‌کننده می‌گذرد پرتو اصلی نام دارد. این پرتو در دهانه تلسکوپ منحرف نشده است و از شکل ۱۶ - ۲ در می‌یابیم که این پرتو از مرکز مردمک خروجی عبور می‌کند.

خطوط موازی از یک منبع در

فاصله بی‌نهایت که زاویه‌ای،  $\alpha_c$  تشکیل داده‌اند.



شکل ۱۶ - ۲ نمودار کلی یک تلسکوپ نجومی که در آن، محل مردمک‌های ورودی و خروجی

نشان داده شده است.

طبق شکل ۱۶-۲ می‌بینیم که :

$$\tan \alpha_c = \frac{h}{v}$$

و :

$$\tan \alpha_c = \frac{h}{u}$$

که  $h$  فاصله پرتو اصلی از محور بصری است هنگامی که به چشمی می‌رسد،  $u$  و  $v$  به ترتیب فواصل جسم و تصویر می‌باشند که با فاصله‌های مردمک ورودی و خروجی از چشمی متقابلند. چون  $\alpha_c$  و  $\alpha_e$  هر دو زاویه کوچکی هستند، داریم :

$$\alpha_c \approx \frac{h}{v} \quad (2-16)$$

و :

$$\alpha_e \approx \frac{h}{u} \quad (3-16)$$

اگر فرمول عمومی عدسیها را در مورد چشمی به کار ببریم، خواهیم داشت :

$$\frac{1}{u} + \frac{1}{v} = \frac{1}{F_c}$$

بنابراین :

$$\frac{1}{v} = \frac{u - F_c}{uF_c}$$

و چون  $u = F_c + F_e$  است، پس :

$$\frac{1}{v} = \frac{F_c}{F_c(F_c + F_e)}$$

پس از جایگزین کردن مقدار  $v$  در معادله (۲-۱۶) و  $u$  در معادله (۳-۱۶)، نتیجه می‌گیریم که :

$$\alpha_c = \frac{hF_c}{F_c(F_c + F_e)}$$

و :

$$\alpha_e = \frac{h}{F_c + F_e}$$

بدین ترتیب توان بزرگنمایی تلسکوپ چنین می‌باشد :

$$m = \frac{\alpha_e}{\alpha_c} = \frac{F_c}{F_e} \quad (4-16)$$

که مقدار آن برابر است با نسبت فاصله کانونی جمع‌کننده به فاصله کانونی چشمی .  
از این رو ، برای این که توان بزرگنمایی سیستم را تغییر دهیم ، تنها لازم است چشمی را با  
یک نوع دیگر که فاصله کانونی دیگری دارد ، عوض کنیم .

با بررسی بیشتر شکل ۱۶ - ۲ در می‌یابیم اگر پرتوهای را که موازی محور بصری هستند  
و به جمع‌کننده وارد می‌شوند ، در نظر بگیریم ، مثلی که از قطر جمع‌کننده ،  $D$  ، و تصویر  
اولیه در نقطه  $F$  تشکیل می‌شود با مثلی مشابه است که از قطر مردمک خروجی ،  $d$  ، در فاصله  
عدسی چشمی و تصویر اولیه ایجاد می‌شود . بدین ترتیب :

$$\frac{D}{d} = \frac{F_c}{F_e} = m. \quad (۱۶ - ۵)$$

یک راه حل برای بیان توان بزرگنمایی یک تلسکوپ ، ارزیابی نسبت قطرهای جمع‌کننده  
( مردمک ورودی ) به مردمک خروجی است .

اگر شیئی ، در چشم غیر مسلح تشکیل زاویه‌ای بدهد ، استفاده از تلسکوپ باعث می‌گردد  
این زاویه در چشم مذکور به اندازه‌ای که معادل توان بزرگنمایی آن تلسکوپ است ، بزرگتر  
شود . در برخی موارد ، جزئیات یک شیئی را با چشم غیر مسلح نمی‌توان دید ، زیرا زوایای  
تشکیل یافته از نقاط مختلف آن شیئی بقدری کوچک هستند که با چشم قابل تفکیک نیستند . با  
تلسکوپ این زاویه‌ها بزرگتر می‌شوند و ممکن است تا آن اندازه بزرگ شوند که توسط چشم ناظر  
در محل چشمی قابل تشخیص گردند . نمونه ساده کاربرد توان بزرگنمایی تلسکوپ ، مشاهده  
ستارگان دوتایی است . بسیاری از ستارگان وجود دارند که با چشم غیر مسلح ، تک به نظر  
می‌رسند ولی وقتی به کمک یک تلسکوپ به آنها بنگرند ، ستارگانی دوتایی خواهند بود . جدایی  
زاویه‌ای ستارگان در چشم غیر مسلح ، آن قدر نیست که آنها را به صورت ستارگان جدا از هم  
ببیند . با استفاده از خاصیت بزرگنمایی تلسکوپ زاویه بین ستارگان بزرگتر می‌شود و گاهی  
می‌توان دو ستاره را همچون دو جسم جدا رویت کرد .

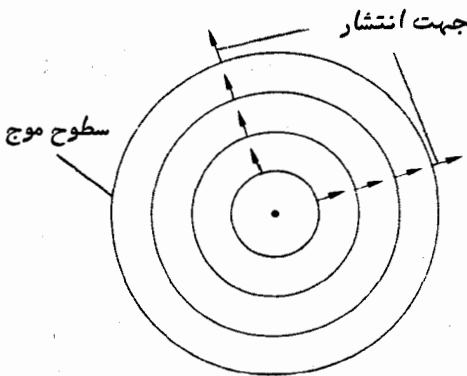
## ۱۶ - ۲ توان تفکیک تلسکوپ

توان تفکیک یک تلسکوپ را می‌توان قابلیت یک تلسکوپ در جدا سازی اجسامی که در  
چشم ناظر تشکیل زوایای کوچکی می‌دهند دانست . واضح است که توان تفکیک یک تلسکوپ با  
افزایش بزرگنمایی آن بیشتر می‌شود و این کار با استفاده از چشمیهایی با فاصله کانونی کم  
قابل اجراست . البته مقدار توان تفکیک را نمی‌توان به‌طور نامحدود با افزایش بزرگنمایی زیاد  
کرد . با زیاد شدن بزرگنمایی ، همه انحرافات که در تصویر اولیه وجود دارد ، بیش از پیش

مشهود می‌شود. باید به خاطر آورد تصویری که از یک منبع نقطه‌ای در جمع کننده تشکیل می‌شود، یک تصویر نقطه‌ای نخواهد بود بلکه به شکل قرصی است که اندازه آن به شدت انحرافات بستگی دارد. از این رو، اگر دو جسم نقطه‌ای خیلی به یکدیگر نزدیک باشند، تصاویر دارای انحراف آنها ممکن است بر روی هم بیفتند و بزرگنمایی چشمی هر قدر هم که باشد نمی‌تواند باعث جدایی این دو تصویر شود.

حتی اگر بتوانیم تمام انحرافات سیستم نوری یک تلسکوپ را از بین ببریم، حد مشخصی در هر تلسکوپ برای جدا کردن اجسامی که با یکدیگر نزدیک هستند، وجود دارد. این حد به نام توان تفکیک نظری دستگاه معروف است. اگر طراحی تلسکوپ دقیق باشد و تنظیم تلسکوپ نیز دقیق صورت گرفته باشد، می‌توان به توان تفکیکی که خیلی به مقدار نظری آن نزدیک است، دست یافت.

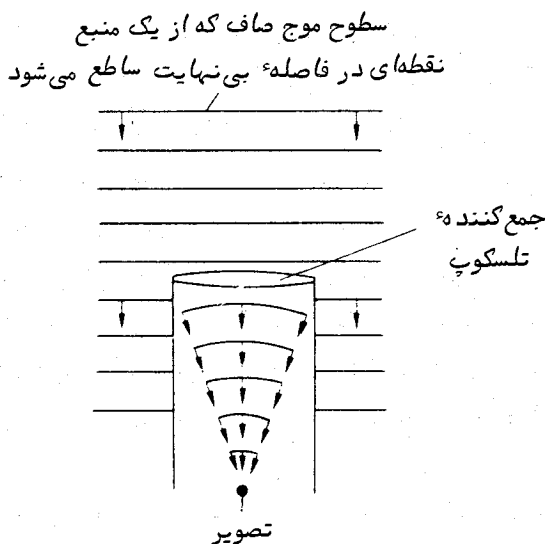
هر منبع تشعشی را می‌توان پدید آورنده سطح موج دانست. سطح موج، سطحی است که اختلافات الکترومغناطیسی را می‌توان بر روی آن همفازشمرد. سطوح موج، با گذشت زمان با سرعتی از منبع تشعشع دور می‌شوند که آن سرعت به سرعت نور در محیط حرکت آنها بستگی دارد. همان طور که در شکل ۱۶ - ۳ دیده می‌شود، جهت انتشار انرژی نسبت به هر سطح موج عمود است. در این شکل سطوح موج یک منبع نقطه‌ای ترسیم شده است. سطوح موج ستاره‌ای که آن را در فاصله بی‌نهایت فرض می‌کنیم، هنگام رسیدن به تلسکوپ به شکل صفحاتی



شکل ۱۶ - ۳ سطوح موج که از یک منبع نقطه‌ای تشعشع شده‌اند

موازی است. اثر جمع کننده، تغییر شکل سطوح موج است به طوری که یک تصویر تشکیل شود. این موضوع در شکل ۱۶ - ۴ نشان داده شده است. آن طور که در شکل هم نمایان



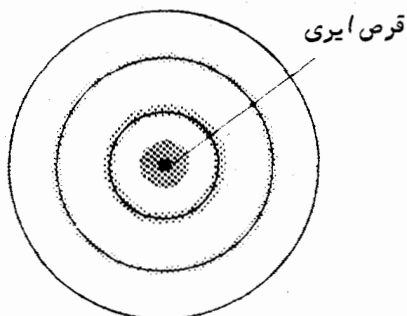


شکل ۱۶ - ۴ سطوح موج که به دهانه تلسکوپ وارد می‌شوند.

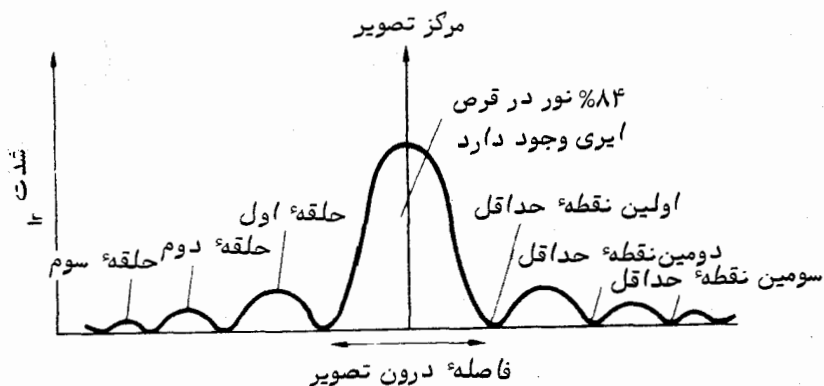
است، به دلیل محدود بودن اندازه جمع‌کننده تلسکوپ، این وسیله تنها می‌تواند قسمتی از سطوح موج را که از فضا می‌آیند، به کار گیرد. در نتیجه مقداری از "اطلاعات" از دست می‌رود و تصویر حاصل دقیقاً "با آنچه که از یک منبع نقطه‌ای انتظار داریم، تطبیق نمی‌کند. در واقع، این تصویر به شکل طرح پراش می‌باشد. طرح مذکور به دلیل قطع سطوح موج مسطح توسط دهانه تلسکوپ پدید می‌آید. در تشکیل تصویر لازم است تداخل ناشی از نقاط مختلف موجود در سطح موج را مد نظر داشت، زیرا سطوح موج جمع‌کننده که از آنها تصویر تشکیل می‌شود دیگر دارای اندازه نامحدود نیستند و اثرات تداخل به طور کامل از بین نمی‌رود و در تصویر نمایان خواهد بود. شکل طرح پراش را می‌توان طبق نظریه، پیش‌بینی کرد.

طرح پراش حاصل از یک منبع نقطه‌ای، در جمع‌کننده‌ای که همچون یک عدسی شیئی کار می‌کند، به شکل یک نقطه در مرکز مجموعه‌ای از حلقه‌های هم‌مرکز است (شکل ۱۶ - ۵ را ملاحظه کنید). قدرت یا انرژی موجود در هر حلقه بر اساس شماره حلقه‌ها کاهش می‌یابد یعنی بعد از حلقه سوم مشکل بتوان وجود حلقه‌های خارج از آن را تشخیص داد. چون این نوع طرح پراش را اولین بار ایری<sup>۱</sup> مورد بررسی قرار داده بود، گاهی نقطه مرکزی آن را به نام قرص ایری می‌شناسند. با ایجاد برشی از مرکز طرح در امتداد یک خط، می‌توان مقطع

عرضی شدت آن را ترسیم کرد. چنین برشی در شکل ۱۶ - ۶ نشان داده شده است.



شکل ۱۶ - ۵ طرح پراش تصویر یک ستاره در صفحه کانونی یک تلسکوپ شیئی



شکل ۱۶ - ۶ برش شدت یک طرح پراش

اندازه حلقه‌های پراش نیز طبق نظریه پیش بینی می‌شود. اگر زاویه بین مرکز قرص ایری و نقطه‌ای در طرح پراش را در محل جمع کننده با  $\alpha$  نشان دهیم (شکل ۱۶ - ۷ را ملاحظه کنید) مواضع نقاط حداقل شدت را می‌توان از رابطه زیر به دست آورد:

$$\sin \alpha_n = \frac{m_n \lambda}{D}$$

که  $n$  شماره مرتبه حداقل  $m$  عامل عددی است که با گرفتن انتگرال اختلاف از نقاط واقع بر روی دهانه تلسکوپ به دست می‌آید،  $\lambda$  طول موج نور و  $D$  قطر تلسکوپ است. چون طرح پراش کوچک است، پس  $\alpha \approx \sin \alpha$  است و بدین ترتیب نقاط حداقل در زوایایی به دست می‌آید که این زوایا طبق رابطه زیر مشخص می‌شوند:

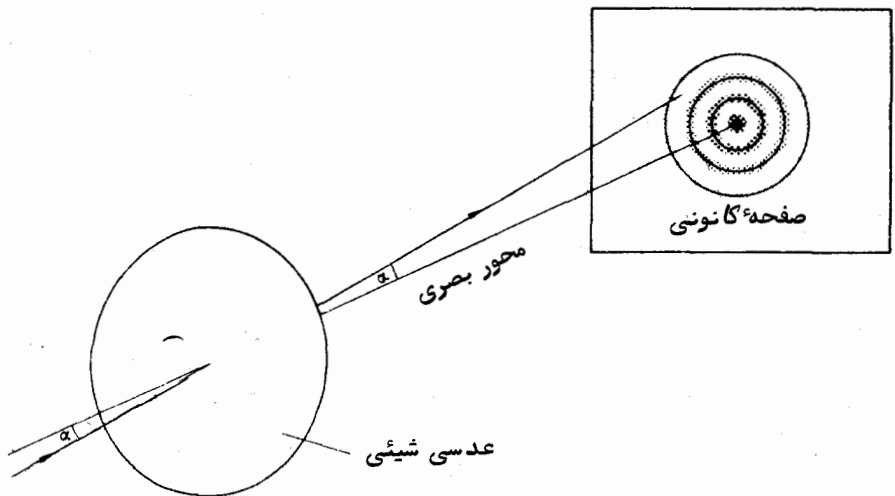
$$\alpha_n = \frac{m_n \lambda}{D} \quad (۱۶ - ۶)$$

این عوامل عددی عبارتند از:

$$n = 1 \quad m = 1/22 \quad \text{به ازای}$$

$$n = 2 \quad m = 2/23 \quad \text{به ازای}$$

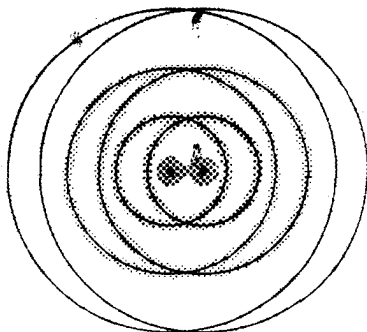
$$n = 3 \quad m = 3/24 \quad \text{به ازای}$$



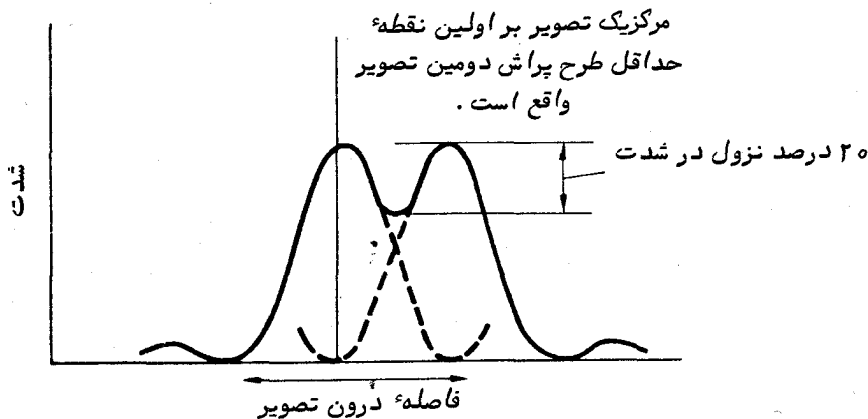
شکل ۱۶ - ۷ طرح پراش در صفحه گانونی عدسی شیئی

اگر دو منبع نقطه‌ای خیلی به یکدیگر نزدیک باشند، تصاویر آنها یک حالت ترکیبی پیدا می‌کند، بدین شکل که دو طرح پراش در کنار هم واقع می‌شوند. اگر دو قرص ابری به اندازه کافی جدا باشند، تنها می‌توان تصویر منتج شده از دو مؤلفه را تفکیک کرد. بر طبق معیار ریلی برای تفکیک، هنگامی دو تصویر را تفکیک شده می‌گویند که مرکز یک قرص ابری بر اولین نقطه حداقل طرح پراش دیگر قرار گرفته باشد. این وضعیت در شکل ۱۶ - ۸ نشان داده شده

و نمودار شدت این گونه تصاویر در شکل ۱۶ - ۹ آمده است .



شکل ۱۶ - ۸ طرح پراش مرکب ناشی از دو منبع نقطه‌ای که طبق زاویه‌ای که از معیار ریلی به دست می‌آید از یکدیگر جدا شده‌اند .



شکل ۱۶ - ۹ نمودار شدت یک طرح پراش دو منبع نقطه‌ای که طی زاویه‌ای که از معیار ریلی به دست می‌آید ، جدا هستند .

بدین ترتیب با ترکیب معیار ریلی و معادله (۱۶ - ۶) شاید بتوان دو ستاره را تفکیک کرد ، خاصه اگر به اندازه زاویه‌ای ( برحسب رادیان ) از یکدیگر جدا باشند که از مقدار زیر بیشتر است :

$$\alpha = \frac{1/22 \lambda}{D}$$

(۱۶ - ۷)

این مقدار به نام توان تفکیک نظری تلسکوپ معروف است. جدایی فیزیکی توان تفکیک رامی‌توان در صفحه کانون با ضرب کردن مقدار  $\alpha$  از معادله (۱۶ - ۷) در فاصله کانونی تلسکوپ به دست آورد. می‌بینیم که توان تفکیک با قطر عدسی شیئی تناسب معکوس دارد. اگر طول موج مؤثر برای مشاهدات بصری را ۵۵۰۰ آنگستروم فرض کنیم، توان تفکیک را خواهیم توانست بر حسب ثانیه قوسی بیان کنیم:

$$\alpha \approx \frac{140}{D} \quad (16 + 8)$$

که در این معادله  $D$  بر حسب میلی‌متر می‌باشد.

یک ناظر با تجربه می‌تواند ستارگانی را که نزدیکتر از توان تفکیک نظری هستند، از یکدیگر تفکیک دهد. به عبارت دیگر، وی قادر است کاهش شدتی را در مرکز و تصویر مرکب تشخیص دهد که مقدار آن کمتر از ۲۰ درصد است (شکل ۱۶ - ۹ را ملاحظه کنید). معیارهایی دیگر در مورد توان تفکیک پیشنهاد شده است که به تجارب خاص ناظران مربوط است. معیار تجربی داو<sup>۱</sup>، توانهای تفکیکی ارائه می‌کند که به طور نمونه تقریباً " ۲۰ درصد از معیار نظری ریلی دقیقترند. از این رو، توان تفکیک داو را می‌توان به تقریب زیاد به شکل زیر نوشت:

$$\alpha = \frac{115}{D}$$

که  $D$  بر حسب میلی‌متر و  $\alpha$  نیز بر حسب ثانیه قوسی است.

در عمل، مشخص بودن جدایی دو ستاره به عوامل بسیاری مثل شرایط دید، مقدار نور پراکنده شده یا نور زمینه، روشنایی نسبی دو ستاره و رنگ ظاهری ستارگان بستگی دارد. طرح پراش معادل یک جسم نقطه‌ای در یک تلسکوپ بازتابی بیش از پیش تحت تأثیر پوشیدگی قسمت وسط و قابی که آینه ثانوی را در جایش نگه می‌دارد قرار دارد و آن را پیچیده می‌سازد. گاهی این اثرات در تصاویر مربوط به میدانهای ستاره‌ای که در آنها زمان نور دادن به فیلم زیاد است بچشم می‌خورد و ستارگانی که درخشش چشمگیری دارند طرح صلیب ماندنی از خود بروز می‌دهند<sup>۲</sup>.

## I - Dawes' empirical Criterion

۳ - نمونه‌ای از این طرح در شکل ۶ - ۳۰ کتاب Astronomy: Structure of the universe نوشته Roy & Clarke نشان داده شده است.

## ۱۶ - ۳ حدود بزرگنمایی

دو حد بالا و پایین در بزرگنمایی وجود دارد که می توان آنها را در هر تلسکوپ براحتی به کار برد. اولین نکته در مورد حد پایین این است که همه نوری که با تلسکوپ جمع آوری می شود باید برای روئیت با چشم نیز در دسترس باشد، یعنی بزرگنمایی باید به اندازه ای باشد که مردمک خروجی را برابر یا کوچکتر از مردمک ورودی چشم کند ( شکل ۱۶ - ۲ را ملاحظه کنید). بدین ترتیب، با استفاده از تعریفی از بزرگنمایی که در معادله (۱۶ - ۵) آمد، این وضعیت را می توان مطابق زیر نوشت:

$$m \geq \frac{D}{d}$$

که  $d$  قطر مردمک چشم و  $D$  قطر دهانه تلسکوپ است. تحت شرایط عادی مشاهده، مقدار  $d$  معمولا "۸ میلیمتر است و بدین ترتیب حد پایینی بزرگنمایی بدین طریق معلوم می شود:

$$m \geq \frac{D}{8} \quad (16-10)$$

در این معادله، قطر تلسکوپ باز هم بر حسب میلیمتر است. اگر بزرگنمایی کمتر از مقدار تعیین شده در معادله (۱۶ - ۱۰) باشد، مقداری نور تلف می شود و کل توان جمع آوری تلسکوپ به کار نخواهد رفت. این نکته بجز زمانی که به ماه می نگریم حائز اهمیت بسیار است.

حد پایینتر بزرگنمایی با توان تفکیک چشم تعیین می شود. اگر بخواهیم جزئیات یک جسم مختلط را روئیت کنیم، اندازه زاویه ای تصویر آن جسم باید از توان تفکیک چشم بزرگتر باشد. این کمیت آخری، تا اندازه زیادی به ناظر بستگی دارد ولی مقدار متعارف یک دقیقه قوسی را برای آن بر می گیرند. اگر با به کار بردن یک تلسکوپ معین به تفکیک خاصی دست یافتیم، بزرگنمایی باید مقداری باشد که بتوانیم جزئیات تفکیک شده را با چشم ببینیم. از این رو، با انطباق توان تفکیک تلسکوپ (معادله (۱۶ - ۸)) با توان تفکیک چشم ( تقریبا" برابر است با ۶۰ ثانیه قوسی ) حد پایین بزرگنمایی را از طریق بزرگنمایی مشخص می کنیم:

$$m \geq \frac{60D}{140}$$

یا:

$$m \geq \frac{3D}{7}$$

چون مقداری که برای توان تفکیک چشم در نظر گرفته شده، یک چشم با دید بسیار عالی

را در بر می‌گیرد حد پایین بزرگنمایی را می‌توان بسهولت به مقدار زیر نزدیک دانست :

$$m \geq \frac{D}{4}, \quad (11-16)$$

در این معادله ، بار دیگر قطر تلسکوپ ،  $D$  ، بر حسب میلیمتر است .

بزرگنمایی مفید یک تلسکوپ را نمی‌توان به طور نامحدود افزایش داد . حد بالایی بزرگنمایی با مسائلی از قبیل غیر عملی بودن ساخت عدسیهای چشمی که کمترین فاصله کانونی را داشته باشند یا با کیفیت عدسیهای جمع کننده و یا با این حقیقت مشخص می‌شود که قابلیت ثبت تصاویر خوب با چشم هنگامی که پرتو دریافتی بسیار کوچک باشد ، از بین می‌رود . برای این که تصویر را نسبت به کیفیت تابع چشم بدون هیچ آفتی ببینیم ، مردمک خروجی باید از  $0/8$  میلیمتر بزرگتر باشد . با به کار بردن معادله  $(16-7)$  به جای عبارتی که بزرگنمایی را تعیین می‌کند ، خواهیم داشت :

$$m \leq \frac{D}{0/8} \quad (12-16)$$

که باز هم در این جا قطر تلسکوپ بر حسب میلیمتر است . مقایسه دو معادله  $(16-10)$  و  $(16-12)$  نشان می‌دهد که از نظر اندازه مردمک خروجی ، توان بزرگنمایی هر تلسکوپ دارای گستره مفیدی است که عامل ده را در بر می‌گیرد .

بر طبق رابطهای که به نام قانون وینکر<sup>۱</sup> معروف است . زوال تصویر رویت شده هنگامی آغاز می‌شود که مقدار بزرگنمایی از قطر تلسکوپ ،  $D$  ، که بر حسب میلیمتر است بیشتر می‌گردد . با استفاده از این قانون ،  $m \leq D$  است .

حدود بالا و پایینی که هم اکنون مورد بحث قرار گرفت ، قوانینی نیستند که قابل تغییر نباشند بلکه تنها جنبه راهنمایی دارند . به علاوه ، حدود بزرگنمایی به نوع جسمی که رویت می‌شود بستگی دارد . به عنوان مثال ، ممکن است هنگامی که جسم مورد نظر یک ستاره دو تایی است ، از بزرگنمایی که با  $D$  مشخص می‌شود استفاده کرد . بزرگنمایی بیشتر از  $D$  (قانون وینکر) را در موارد خاص مخصوصاً " با تلسکوپهایی که دهانه کوچکی دارند می‌توان به کار برد . در حقیقت ، دریافته‌اند که حد بالایی بزرگنمایی در مشاهدات ستارگان دو تایی که با تلسکوپهایی با دهانه کوچک یا متوسط صورت می‌گیرد ، رابطه خطی با قطر تلسکوپ ندارد . بر طبق اظهارات

لوئیس<sup>۱</sup>، حد بالایی از رابطه زیر به دست می آید:

$$m \leq 27/8 \sqrt{D}. \quad (13-16)$$

ارزیابی معادله (۱۶ - ۱۳) نشان می دهد که در تلسکوپهایی که دهانه آنها کوچک است، می توان بزرگنماییهایی تا حدود  $2D$  انجام داد، در حالی که در تلسکوپهایی که اندازهشان متوسط است، حد بالایی بزرگنمایی به مقادیری کاهش می یابد که بیشتر به  $D$  نزدیک است. وابستگی غیر خطی حد بالایی بزرگنمایی به دهانه تلسکوپ احتمالا " نتیجه حالتی است که در آن تصویر تلسکوپ توسط اثرات جو زمین بر دید، تغییر شکل می دهد. نمای یک تصویر که توسط شرایط دید تغییر شکل داده است، به دهانه تلسکوپ بستگی دارد (قسمت ۲۱ - ۲۷ - ۲ را ملاحظه کنید). در بسیاری موارد، حد بالایی بزرگنمایی با شرایط دید تعیین می شود و این شرایط نیز نسبت به مکان و از یک شب تا شب دیگر تغییر می کند.

### ۱۶ - ۲ قدر حدی

مقدار انرژی جمع آوری شده در دهانه یک تلسکوپ با مساحت آن و در نتیجه با مجذور قطر آن متناسب است. در مورد چشم، قسمت حساس به انرژی که توسط مردمک جمع شده است پاسخ می گوید و بر همین اساس، در قدرت تشعشعی که میتوان تشخیص داد، حدی وجود دارد. حد آشکار سازی چشم غیر مسلح برای نور ستارگان تقریبا " قدر ششم است. با استفاده از تلسکوپ که دهانه آن نسبت به مردمک چشم بسیار گشادتر است، احتمالا " می توان ستارگانی را که خیلی از قدر ششم کم نورترند، ثبت کرد.

روشنایی یک ستاره قدر ششم معادل مقدار انرژی معینی است که در هر واحد سطح و هر واحد زمان می رسد. از این رو، اگر یک ستاره را که با چشم غیر مسلح دارای روشنایی  $B_e$  است با تلسکوپ بنگریم، روشنایی ظاهری آن  $B_i$ ، از رابطه زیر به دست خواهد آمد:

$$\frac{B_i}{B_e} = \frac{D^2}{d^2}, \quad (14-16)$$

در این معادله  $D$  و  $d$  به ترتیب قطر تلسکوپ و قطر مردمک چشم است به شرطی که بزرگنمایی تلسکوپ به کار رفته کافی باشد تا این که همه نور جمع آوری شده به چشم وارد شود. اگر  $m_e$  و  $m_i$  به ترتیب به قدر ستاره های که با چشم غیر مسلح و با تلسکوپ رویت شده مربوط



باشد، با استفاده از معادلهٔ پاگسون (معادلهٔ ۵-۳) را ملاحظه کنید (می‌توان تفاوت ظاهری قدر را به دست آورد. از این رو داریم:

$$\log_{10} \left( \frac{B_i}{B_e} \right) = -0.4(m_i - m_e)$$

و با به کار بردن معادلهٔ (۱۶-۱۴)، تساوی بالا به شکل زیر در می‌آید:

$$\log_{10} \left( \frac{D^2}{d^2} \right) = -0.4(m_i - m_e)$$

که می‌توان آن را به صورت زیر دوباره نوشت:

$$m_i = m_e - 5 \log_{10} \left( \frac{D}{d} \right). \quad (16-15)$$

اگر  $m_i$  را مطابق کم نورترین ستاره‌ای بدانیم که می‌توان آن را با ترکیب تلسکوپ و چشم ببینیم، (یعنی  $m_i = 6$ ) آنگاه مقدار به دست آمده برای  $m_e$  از طریق معادلهٔ (۱۶-۱۵) مطابق قدر اصلی ستارهٔ مذکور خواهد بود. این مقدار به قدر حدی تلسکوپ،  $m_{\text{lim}}$ ، مشهور است و چنانچه مقدار عادی  $d = 8$  میلی‌متر را به کار ببریم، آن را به شکل زیر بیان خواهیم کرد:

$$m_{\text{lim}} = 6 - 5 \log_{10}(8) + 5 \log_{10} D$$

$$m_{\text{lim}} = 1.485 + 5 \log_{10} D. \quad (16-16)$$

از این رو، قدر حدی نظری یک تلسکوپ ۵۰۰ میلی‌متری تقریباً ۱۵ می‌باشد. در بحث بالا فرض کرده‌ایم که بازده انتقال تلسکوپ کامل باشد. در حالی که رقم متعارف بازده حدود ۰/۶۵ (با در نظر گرفتن تلفات عدسی چشمی) است و برای این که این مقدار را منظور کنیم، معادلهٔ (۱۶-۱۴) را باید تصحیح کنیم تا به صورت زیر در آید:

$$\frac{B_i}{B_e} = (0.65) \frac{D^2}{d^2}.$$

به همین ترتیب معادلهٔ (۱۶-۱۵) نیز باید تصحیح شود:

$$m_i = m_e - 5 \log_{10} (0.81) \frac{D}{d}$$

و با گرد کردن ارقام ، معادله‌ای که قدر حدی تلسکوپ را بیان می‌کند ، به شکل زیر در می‌آید :

$$m_{\text{lim}} = 6 + 5 \log_{10} \left( \frac{D}{10} \right) \quad (16-17)$$

که در آن  $D$  بر حسب میلیمتر است . بنابراین در عمل ، قدر حدی یک تلسکوپ ۵۰۰ میلیمتری احتمالاً " حدود ۱۴/۵ می‌باشد که نصف یک قدر به دلیل انتقال ناقص تلسکوپ از بین می‌رود . معادله (۱۶ - ۱۷) نیز یک قانون بلا تغییر نیست زیرا هر تلسکوپ را می‌بایست به طور مجزا در نظر گرفت و قدر حدی تا اندازه‌ای هم به ناظر بستگی دارد .

## ۱۶ - ۵ چشمیهای تلسکوپ

در بحث بزرگنمایی تلسکوپ برای سهولت درک مطلب ، فرض کردیم که چشمی به شکل یک عدسی منفرد مثبت است . واضح است که یکی از معایب استفاده از یک عدسی منفرد برای چشمی ، این است که تصویر حاصل دارای کج‌نمایی رنگی خواهد بود . یک چشمی معمولاً " ترکیبی از عدسیهای مختلف است و بدین ترتیب انواع گوناگونی چشمی وجود دارد که احتمالاً " متداولترین آنها ، چشمی هوپکینس و چشمی رمزدن است . این چشمیها از دو عدسی ساده مجزا که از یک جنس می‌باشند تشکیل یافته است . این سیستم دو عدسی در برگیرنده دو هدف است ، یکی این که ما را قادر می‌سازد تا میدانی را که اندازه آن بیشتر شده است ببینیم و هدف دوم این است که کج‌نمایی رنگی در این سیستم برطرف شده است . قابلیت برطرف کردن کج‌نمایی رنگی در این چنین سیستمی در پایین نشان داده شده است .

اگر دو عدسی با فواصل کانونی  $F_1$  و  $F_2$  در فاصله  $x$  با یکدیگر باشند ، فاصله کانونی معادل این دو عدسی ،  $F$  ، از رابطه زیر به دست می‌آید :

$$\frac{1}{F} = \frac{1}{F_1} + \frac{1}{F_2} - \frac{x}{F_1 F_2}$$

یا به عبارت دیگر :

$$F = \frac{F_1 F_2}{F_1 + F_2 - x} \quad (16-18)$$

حال اگر هر یک از فواصل کانونی را بر حسب شکل هر عدسی و توان شکست آنها بنویسیم

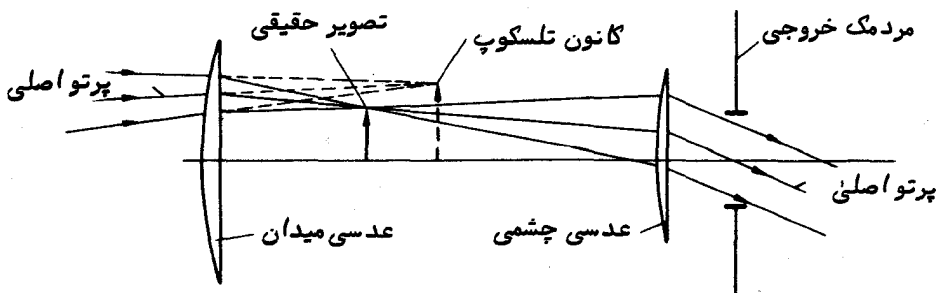
(معادله) (۵-۱۵) را ملاحظه کنید) و فرض کنیم عدسیها از شیشه‌ای با جنس مشابه ساخته شده‌اند، به طوری که  $n_1 = n_2 = n$  باشد، در این صورت معادله (۱۶-۱۸) را می‌توان به شکل زیر نوشت:

$$F = \frac{K_1 K_2}{(n-1)(K_1 + K_2) - x(n-1)^2} \quad (16-19)$$

فاصله کانونی معادل  $F$ ، به طول موج بستگی ندارد یعنی اگر  $\frac{dF}{d\lambda}$  صفر باشد، در این صورت عاری از کج‌نمایی رنگی خواهد بود. مقادیر  $K_1$  و  $K_2$  در یک جفت عدسی معین، ثابت است به طوری که این حالت تنها در صورتی به دست می‌آید که  $\frac{dF}{dn} = 0$  باشد. پس از گرفتن مشتق معادله (۱۶-۱۹) و برقرار کردن رابطه  $\frac{dF}{dn} = 0$ ، چنین نتیجه می‌گیریم که:

$$x = \frac{F_1 + F_2}{2} \quad (16-20)$$

بنابراین در یک سیستم بیرنگ (آکرومات) که از دو عدسی مثبت با جنس مشابه تشکیل شده، جدایی آنها باید با نصف مجموع فاصله کانونی آنها برابر باشد. نحوه قرار گرفتن اجزای چشمی هویگنسی در شکل ۱۶-۱۰ نشان داده شده است. اولین عدسی این سیستم به نام عدسی میدان و دومین آنها به عدسی چشمی معروف است. معمولاً نسبت فاصله کانونی عدسی میدان به فاصله کانونی عدسی چشم بین ۱/۵ تا ۳ می‌باشد. از شکل ۱۶-۱۰ در می‌یابیم که عدسی میدان درون صفحه کانونی تلسکوپ واقع است و تصویر حقیقی بین دو عدسی واقع در چشمی و در کانون عدسی چشم تشکیل می‌شود. کار

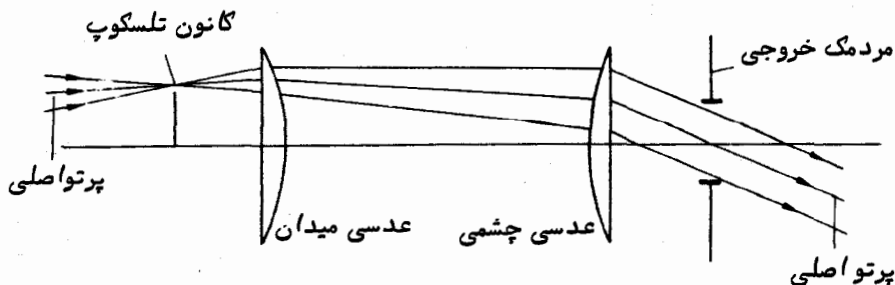


شکل ۱۶-۱۰ چشمی هویگنسی

عدسی میدان همان طور که از نامش بر می آید ، افزایش میدان دید است . وقتی که چشمی در محل صحیح خود قرار داشته باشد ، پرتوهای نوری در دسته های موازی از چشمی خارج می شوند و به نظر می رسد که تصویر به دست آمده در فاصله بی نهایت قرار دارد .

اگر بخواهیم میدان را با شیشه مشبک با خطوط مویین ببینیم ، باید شیشه مشبک مذکور را بین عدسیها و در کانون عدسی چشمی قرار دهیم . بدین ترتیب ، تصاویر مورد مشاهده به همراه شیشه مشبک مذکور به طور همزمان در کانون متمرکز خواهند شد . گرچه سیستم عدسیهای مرکب ، عیب کجنامایی رنگی را در تصاویر مورد مشاهده رفع می کند ، با این همه ، تصویر شیشه مشبک با خطوط مویین که تنها از به کار بردن عدسی چشمی به دست می آید دارای انحرافات رنگی خواهد بود . چشمی هویگنسی نیز دارای کجنامایی کروی ، آستیگماتیسم و اعوجاج جا سنجاقی است . اگر این چشمی را با تلسکوپ که فاصله کانونی آن کوچکتر از  $f/12$  است به کار ببریم ، انحرافات فوق خیلی چشمگیر خواهند شد . مردمک خروجی یا تصویر جمع کننده که از عدسیهای مرکب پدید می آید مطابق است و محل آن در نزدیکی عدسی چشمی است . گاهی فاصله چشمی اندک (قسمت ۱۶-۱۱ را مطالعه کنید) استفاده از این نوع چشمی را مشکل می کند . در چشمی رمزدن ، دو عدسی فوق الذکر دارای فاصله کانونی مشابه می باشند و بنابراین برای رفع کجنامایی رنگی (معادله ۱۶ - ۲۰) را ملاحظه کنید) در آن ، فاصله این دو عدسی را باید با مقدار فاصله کانونی مذکور برابر کرد . اگر قرار باشد اینکار با دقت انجام شود ، عدسی چشمی تنها هنگامی که عدسی میدان در صفحه کانونی تلسکوپ قرار دارد ، تشکیل یک تصویر مجازی در فاصله بی نهایت خواهد داد . هرگونه شیشه مشبک با خطوط مویین را نیز باید در روی عدسی میدان قرار داد و گرد و غبار روی این عدسی با تصاویر مورد بررسی در یک کانون متمرکز خواهند بود .

اگر از وجود مقدار اندک کجنامایی رنگی صرف نظر کنیم ، دو عدسی موجود در چشمی رمزدن به یکدیگر نزدیک می شوند و باعث می گردد که فاصله بین این دو از فاصله کانونیشان کمتر



شکل ۱۶ - ۱۱ چشمی رمزدن

شود. نحوه قرار گرفتن دو عدسی مذکور در شکل ۱۶ - ۱۱ نشان داده شده است. می‌توان دید که عدسی میدان خارج از صفحه کانونی تلسکوپ قرار دارد و نصب شیشه‌ای مشبک با خطوط مویین در این صفحه، کاری بس ساده است. چشمی رمزدن نسبت به چشمی هویگنس برتری دارد زیرا انحرافات در چشمی رمزدن بسیار کمتر است و به دلیل داشتن فاصله چشمی بیشتر، استفاده از آن راحت‌تر می‌باشد.

می‌توان با به کار بردن یک عدسی دو جزئی به جای عدسی منفرد در عدسی چشمی، کیفیت مورد نیاز در چشمی رمزدن را ایجاد کرد و در ضمن آن کجنگامی رنگی را نیز برطرف کرد. این نوع چشمی به نام چشمی کل نر<sup>۱</sup> معروف است.

در یک چشمی تک جزئی اندازه‌گیری فاصله کانونی آن امری ساده است و هنگامی که آن را با یک تلسکوپ معین به کار می‌بریم می‌توانیم از روی فاصله کانونی تلسکوپ به بزرگنمایی مورد نیاز، دست بیابیم. غالباً اندازه‌گیری مستقیم فاصله کانونی مؤثر یک چشمی مرکب مشکل است و بزرگنمایی حاصل از این چشمی هنگامی به بهترین نحو اندازه گرفته می‌شود که از آن بر روی تلسکوپ استفاده شود. ساده‌ترین راه برای این کار نشانه رفتن تلسکوپ به سوی آسمان آبی رنگ روز و اندازه‌گیری قطر پرتوهای موازی (مردمک خروجی) است که از چشمی خارج می‌شوند. به کار بردن معادله (۱۶ - ۵) مقدار بزرگنمایی را تعیین می‌کند.

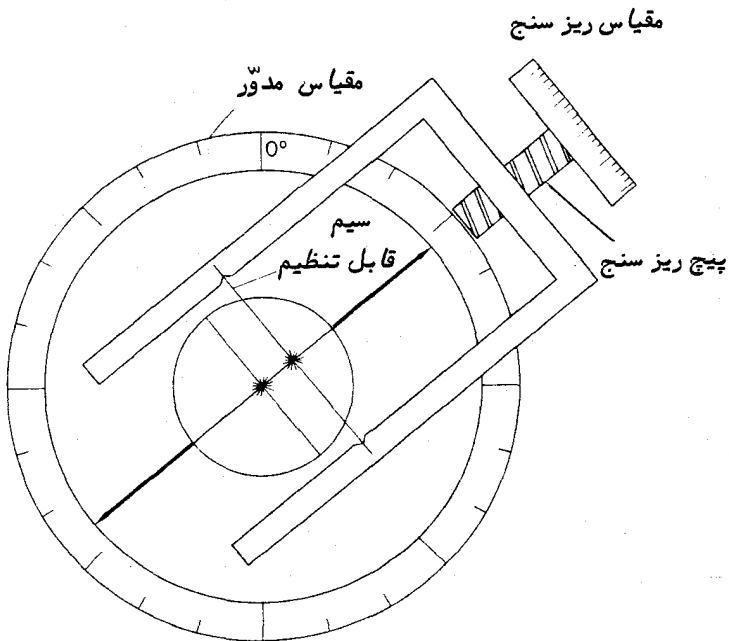
با ترسیم نموداری ساده از اثر هر یک از اجزای نوری براحتی می‌توان نشان داد یک تلسکوپ نجومی که یکی از چشمیهای فوق در آن به کار رفته است تصویری وارونه ایجاد می‌کند. چشمی پیچیده‌تری که یک میدان مستقیم ایجاد می‌کند و یک چشمی زمینی) برای ستاره‌شناس ارزش زیادی ندارد زیرا عدسیهای اضافی آن باعث جذب هر چه بیشتر نور می‌شوند.

## ۱۶ - ۶ چشمیهای ریز سنج

با اندازه‌گیری جدایی طبیعی تصویرهای درون صفحه کانونی یک تلسکوپ بسادگی می‌توان این فواصل را به مقیاس زاویه‌ای بر روی کره سماوی تبدیل کرد (معادله ۱۶ - ۲) را ملاحظه کنید). این گونه اندازه‌گیریها را اغلب می‌توان با به کار بردن یک چشمی ریز سنج با چشم انجام داد و در حقیقت یکی از چند نوع اندازه‌گیریهای معدودی هستند که هنوز هم به طور مستقیم با چشم صورت می‌گیرند. کاربرد چشمیهای ریز سنج در اندازه‌گیری جدایی بین ستارگان دوتایی بصری است.

چشمی ریز سنج دارای اجزای نوری اساسی است که در چشمیهای دیگر مثلاً "چشمی رمزدن

نیز وجود دارد ولی صفحه‌ای که صفحه کانونی تلسکوپ بر آن منطبق است با مجموعه‌ای از سیمهای ظریف متقاطع پوشیده است. نحوه قرار گرفتن این سیمهای ظریف متقاطع متفاوت است. البته، شاخص مهم همه آنها در این است که یکی از آنها یا گاهی دو سیم را می‌توان نسبت به سایر سیمهای موجود تنظیم کرد. این تنظیم با یک پیچ ریز سنج انجام می‌گیرد و مقدار حرکت آن بر روی یک مقیاس یا یک صفحه مدور که به کنار چشمی متصل است، مشخص و ثبت می‌شود. چشمی، به همراه سیمهای ظریف متقاطع در یک لوله قابل چرخش نصب شده‌اند و جهت سیمهای ظریف متقاطع را می‌توان تغییر داد. اجزای اصلی چشمی ریزسنج را به طور ساده در شکل ۱۶-۱۲ مشاهده می‌کنید که در آن وضعیت سیمهای ظریف متقاطع در حالتی نشان داده شده است که برای تعیین میزان جدایی دو ستاره تنظیم شده‌اند. همان طور که در شکل ۱۶-۱۲ هم نشان داده شده، به طور معمول دو سیم دقیقا



شکل ۱۶-۱۲ یک چشمی ریز سنج که بر روی دو ستاره تنظیم شده است.

نسبت به هم قائمه هستند و محل تلاقی آنها در مرکز میدان دید است. جهت این دو سیم را با سهولت با قرار دادن یک عقربه در امتداد جهت یکی از سیمها نشان می‌کنیم و می‌گذاریم

تا عقربه مذکور بر روی مقیاس مدور به همراه چشمی بچرخد. سیم سوم را که به یک قاب نعلی شکل بسته شده است طوری تنظیم می‌کنیم که با سیمی که عقربه در امتداد آن قرار ندارد موازی شود. چون قاب نعلی شکل به وسیله یک پیچ ریزسنگ به حرکت در می‌آید، وضعیت این سیم نیز قابل تنظیم است.

به طریق زیر می‌توان یک ستاره دو تایی را اندازه گرفت. ابتدا موضع تلسکوپ را طوری تنظیم می‌کنیم تا یکی از ستاره‌ها بر نقطه تلاقی سیمهای ثابت منطبق شود، آنگاه چشمی را آن قدر می‌چرخانیم تا سیمی که به عقربه تعیین جهت متصل است از دو ستاره بگذرد. بدین طریق، رابطه زاویه‌ای بین این دو ستاره و مختصات زوی کره سماوی تعیین می‌شود. در ابتدا سیم قابل تنظیم بر روی ستاره مرکز میدان منطبق است و سپس آن را طوری تغییر مکان می‌دهیم تا بر روی تصویر ستاره دوم واقع شود. اختلاف وضعیت این سیم بنا به حرکت پیچ ریزسنگ صورت می‌گیرد و جدایی دو ستاره مذکور را از طریق درجه بندی بر حسب مقیاس زاویه‌ای تعیین می‌کنیم.

## ۱۶ - ۷ چشمیهای خورشیدی

گرچه این گونه چشمیها دیگر به کار نمی‌روند، ولی برای دیدن خورشید چشمیهای ویژه‌ای طراحی شده‌اند. ذکر این نکته ضروری است که هیچ گاه با یک تلسکوپ معمولی به خورشید نباید نگریست، حتی اگر جمع‌کننده نوری بسیار کوچک هم باشد. بدون احتیاطات ویژه، حتی با کوچکترین نگاه به تصویر خورشید به چشم صدمه دائم وارد می‌شود. به علاوه، قرار دادن فیلتر بر روی چشمی و کاستن از شدت تصویر، باز بی‌فایده و خطرناک است و حرارت تولید شده در فیلتر باعث ترک خوردن آن می‌شود.

یکی از طرق خاص این کار، استفاده از بازتاب جزئی است که در آن روشنایی تصویر خورشید کاهش می‌یابد. در این سیستم تنها ۵ درصد از نور به چشمی وارد می‌گردد و بقیه نور (۹۵ درصد) به خارج از سیستم منعکس می‌شود. در بعضی از طرحها، تصویر خورشید با یک چشمی که ۹۰ درجه با محور بصری تلسکوپ اختلاف جهت دارد، رویت می‌شود و این وسیله را چشمی خورشیدی مورب می‌نامند.

مناسبتترین راه مشاهده تصویر خورشید با یک تلسکوپ کوچک که دارای چشمی معمولی است، انداختن تصویر آن بر روی یک صفحه می‌باشد.

## مسائل فصل شانزدهم

۱- یک تلسکوپ  $f/10$  با فاصله کانونی ۳۰۰۰ میلیمتر با یک چشمی به فاصله کانونی

۲- میلیمتر به کار رفته است. توان بزرگنمایی این تلسکوپ چقدر است؟ آیا این بزرگنمایی می‌تواند نور جمع‌آوری شده را به مردمک چشم برساند؟

۲- یک ستاره با بزرگترین قطر ظاهری خود، زاویه‌ای را که مرتبه‌آن  $7-10$  رادیان است می‌پوشاند. یک تلسکوپ با چه اندازه‌ای لازم است تا این ستاره را به شکل یک قرص تفکیک کند؟ (طول موج مؤثر را  $5500$  آنگستروم فرض کنید).

۳- یک تلسکوپ  $f/10$  دارای قطری برابر  $500$  میلیمتر است. توان تفکیک تلسکوپ مذکور چقدر است و اندازه‌ی قرص ایری موجود در صفحه‌ی کانونی آن چقدر می‌باشد؟ (طول موج مؤثر را  $5500$  آنگستروم فرض کنید).

۴- یک تلسکوپ بیرنگ (آکرومات) دارای قطری برابر  $500$  میلیمتر است. تصاویر یک ستاره که معادل رنگ قرمز و آبی انتهای طیف هستند در امتداد محور بصری این تلسکوپ به فاصله‌ی  $0/05$  میلیمتری از هم قرار دارند. چگونه اندازه‌ی دایره‌ی حداقل آشفتگی با اندازه‌ی نظری قرص ایری مطابق است؟ (طول موج مؤثر را برای محاسبه‌ی قرص ایری  $5500$  آنگستروم فرض کنید).

۵- یک تلسکوپ  $f/12$  با زتابی با قطر  $300$  میلیمتر دارای کج‌نمایی کروی است. گستردگی طولی تصویر در این تلسکوپ برابر  $0/001 = \frac{\Delta F}{F}$  می‌باشد. چگونه اندازه‌ی دایره‌ی حداقل آشفتگی با اندازه‌ی نظری قرص ایری مطابق است؟ (طول موج مؤثر را  $5500$  آنگستروم فرض کنید).

۶- دو تلسکوپ شکستی  $A$  و  $B$  را که قطر شیئی تلسکوپ  $A$  برابر  $100$  میلیمتر است در نظر بگیرید. اگر قدرهای حدی  $A$  و  $B$  به ترتیب  $16/40^m$  و  $15/40^m$  باشد قطر شیئی تلسکوپ  $B$  را حساب کنید. از اتلاف نور صرف نظر کنید. قدرهای حدی تلسکوپ  $A$  را در صورتی محاسبه کنید که یک پنجم نور تابیده شده، از بین رفته باشد.

۷- قطر تلسکوپی را محاسبه کنید که در آن ستاره‌ی زتاکلب اصغر<sup>۱</sup> (قدر  $11/5^m$ ) از نظر روشنایی مثل ستاره‌ی شعرای یمانی<sup>۲</sup> (قدر  $58/1^m$ ) در چشم غیر مسلح باشد. (فرض کنید قطر مردمک چشم  $8$  میلیمتر و  $30$  درصد نور تابیده شده به قسمت جمع‌کننده‌ی تلسکوپ از بین رفته باشد).

۸- ابرنواختر تیکو در سال  $1572$  در حدود اول اکتبر دارای بیشترین روشنایی در قدر  $4-$  بود و پس از آن بتدریج محو شد و سرانجام حدود اول مارس سال  $1574$  میلادی نسبت به

1- Canis Minoris

2- Sirius



چشم غیر مسلح نامرئی شد. اگر طبق معادلهٔ زیر، روشنایی ظاهری  $b$  در زمانی مثل  $t$  بعد از اول اکتبر ۱۵۷۲ به روشنایی ظاهری  $b_0$  در آن تاریخ مربوط باشد و  $\tau$  (تاو) مقدار ثابتی باشد که می‌خواهیم آن را تعیین کنیم:

$$b = b_0 \cdot 10^{-4t/\tau}$$

آخرین تاریخی را (روزی که به ماه نزدیکتر است) به دست آورید که در آن روز ناظران اگر یک تلسکوپ ۱۵۰ میلیمتری می‌داشتند می‌توانستند نواختر مذکور را ببینند.

۹- یک تلسکوپ با فاصلهٔ کانونی ۶۰۰۰ میلیمتر برای مشاهدهٔ یک ستارهٔ دوتایی به کار رفته است. هر گردش پیچ ریز سنج باعث می‌شود که سیمهای ظریف متقاطع ۰/۱ میلیمتر از هم دور شوند. وقتی که یک ستارهٔ دوتایی معین را مشاهده کردیم، تنظیم سیمهای ظریف متقاطع با ۳/۷۲ گردش پیچ ریز سنج معادل بود. مقدار جدایی زاویه‌ای بین این دو ستاره چقدر است؟

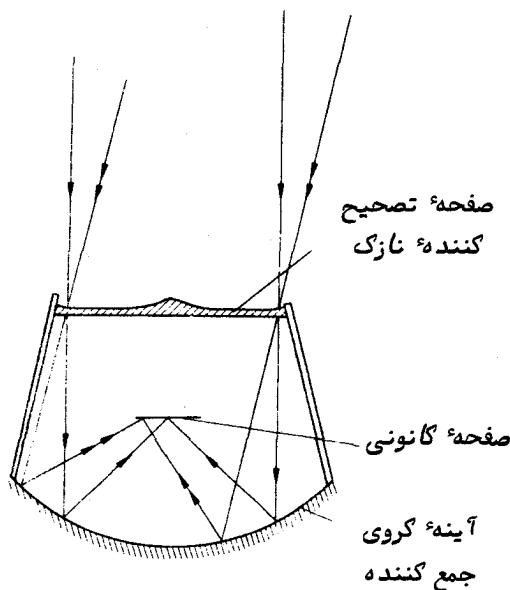
## سیستمهای نوری ویژه و اندازه گیریهای خاص

### ۱۷ - ۱ تلسکوپ اشمیت

پیشرفتهایی که در فن وسیع و گستردهٔ عکسبرداری توسط سیستمهای شکستی اخترنگاری به دست آمده است، با استفاده از دوربینهای بازتابی مخصوصی صورت گرفته است. ساده‌ترین نمونهٔ این سیستمها شامل یک آینهٔ کروی است که در وسط انحنای آن یک روزنه قرار دارد. چنین دوربینی محور واحدی ندارد و هر نقطه‌ای در داخل میدان از تصویر واضحی برخوردار است. سطح کانونی ممکن است منحنی باشد و شعاع آن از فاصلهٔ کانونی آینه تعیین می‌شود. هنگامی که این مجموعه از دوربینهای ساده به گونه‌ای تعبیه شوند که نسبت کانونی کوچکتری نسبت به دوربینهای شکستی اخترنگار هر سرعت داشته باشند، تصاویر حاصل از آنها به میزان زیادی کجنامایی کروی دارند و برای این که این کجنامایی را برطرف سازند، راههای متعددی پیشنهاد شد تا این که در دههٔ ۱۹۳۰ میلادی دوربینی توسط اشمیت در هامبورگ ساخته شد. اصولاً، سیستمی که اشمیت تعبیه کرد به یک ابزار نوری شبیه بود که برای یک منبع نوری قوی موازی مناسب بود و حدود بیست سال قبل توسط کلنر طرح ریزی و ثبت شده بود.

به طور کلی، تلسکوپ اشمیت از دو عنصر تشکیل شده و کجنامایی کروی حاصل از آینهٔ جمع کنندهٔ کروی با استفاده از یک عدسی تصحیح کنندهٔ نازک یا صفحهٔ غیر کروی که در مرکز انحنای آینهٔ مذکور قرار دارد، رفع می‌شود. عدسی تصحیح کننده می‌تواند اشکال متعددی داشته باشد. قسمت‌های اصلی این تلسکوپ در شکل ۱۷ - ۱ نشان داده شده و در آن تغییر وضعیت دو سطح پشت و روی عدسی تصحیح کننده از حالت موازی به طور اغراق آمیزی ترسیم شده است. اغلب برای تصحیح انحنای صفحهٔ کانونی، عملی انجام نمی‌گیرد زیرا صفحات یا فیلمهای عکاسی ویژه‌ای مورد نیازند تا بر انحنای سطحی از دوربین که تصویر در آن جا بهترین وضوح را داراست منطبق شود. از آغاز اراءهٔ اولین نمونه از این تلسکوپ اصلاحاتی در آن پیشنهاد شده و یا صورت گرفته که طی همهٔ آن اصلاحات عناصر

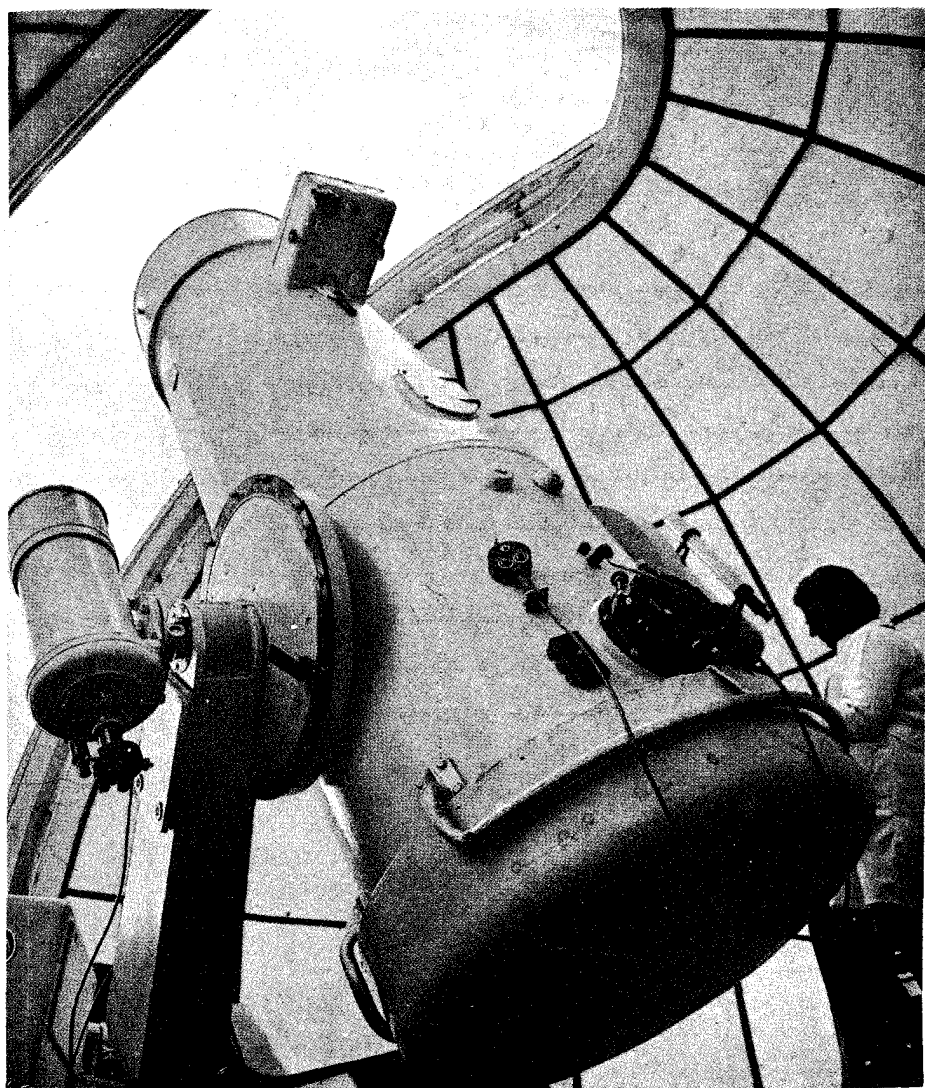
بیشتری را در این سیستم نوری به کار برده شده ولی ما در این جا به آن نمی‌پردازیم. دوربینهای اشمیت می‌توانند نسبت کانونی  $f/1$  یا کمتر داشته باشند و قادرند میدانی به اندازه  $25^\circ$  را بررسی و عکسبرداری کنند. به همین دلیل از آنها بیشتر به عنوان دوربینهای دارای سرعت زیاد استفاده می‌شود تا تلسکوپهای معمولی.



شکل ۱۷ - ۱ یک تلسکوپ یا دوربین اشمیت

یکی از متداولترین استفاده‌های تلسکوپ اشمیت بررسی ستارگان قسمت‌های وسیعی از آسمان است. احتمالاً "مشهورترین بررسی انجام شده، بررسی رصدخانه پالومار از آسمان توسط انجمن ملی جغرافیا است که ۹۳۵ زوج صفحه عکاسی برای نواحی آبی و قرمز رنگ طیف تهیه شده و طی این عکسها تمام آسمان شمالی میل  $33^\circ$  - عکسبرداری شده است. هر یک از این صفحات عکاسی قطری اندکی بیشتر از  $5^\circ$  دارند. دوربین اشمیت پالومار که در این بررسی بکار رفته، در قسمت صفحه تصحیح کننده دارای دهانه  $1/25$  متر (این تلسکوپ به نام تلسکوپ ۴۸ اینچی اشمیت مشهور است)، قطر آینه اصلی  $1/83$  متر (۷۲ اینچ) است و در  $f/2/44$  مورد استفاده قرار می‌گیرد.

اکنون بررسی کاملتری بر روی آسمان نیمکره جنوبی توسط یک تلسکوپ اشمیت که به بریتانیای کبیر متعلق است و در ایالت سایدینگ اسپرینگ استرالیا قرار دارد، در حال انجام است (شکل ۱۷ - ۲ را ملاحظه کنید). با امولسیونهای جدیدی که بتازگی به وجود آمده‌اند،



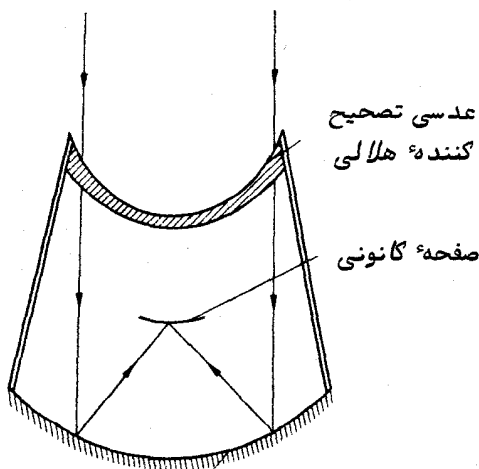
شکل ۱۷ - ۲ تلسکوپ اشمیت که به بریتانیای کبیر متعلق است و در سایدینگ اسپرینگ استرالیا قرار دارد. (با کسب اجازه از شورای تحقیقات علمی).

این بررسی می‌تواند اجسامی را که یک قدر از بررسی رصدخانه پالومار کم نورتر است ثبت کند.

کاربرد دیگر دوربین اشمیت، ثبت مواضع اقمار مصنوعی در گردش به دور زمین است.

علی‌رغم تصاویر خوباً با کیفیت عالی که سیستم بنیانی اشمیت ارائه می‌کند، این تصاویر کامل و بی‌نقص نیستند و واضح است که به دلیل وجود صفحه تصحیح‌کننده مقداری کج‌نمایی رنگی وجود دارد. به علاوه، صفحه مذکور تنها برای برطرف ساختن کج‌نمایی کروی یک طول موج معین دارای شکل صحیح است و از این رو، کج‌نمایی کروی باقیمانده به طول موج بستگی دارد. در تصاویری که از مرکز میدان دید فاصله دارند، انحراف کانونی نیز بچشم می‌خورد.

نمونه تکامل یافته تلسکوپ اشمیت، دوربین ماکسوتف-بوورز<sup>۱</sup> است. در این نمونه، عدسی تصحیح‌کننده غیر کروی را با یک عدسی هلالی منفی که دارای فاصله کانونی بلندی است عوض می‌کنیم. این عدسی دارای سطوح کروی است. با انتخاب صحیح انحنای سطوح این عدسی، مقدار کج‌نمایی کروی تولید شده در عدسی را می‌توان با کج‌نمایی آینه جمع‌کننده ولی در حالت عکس‌آن، منطبق کرد. عدسی منفرد رانیز می‌توان با گزشتنی صحیح شعاع‌های انحنای سطوح عدسی و با انتخاب صحیح ضخامت عدسی طوری طرح ریزی کرد که یک عدسی بیرنگ باشد و بدین ترتیب ترکیبی از عدسی-آینه به وجود می‌آید که عاری از کج‌نمایی رنگی است. گرچه هر یک از صفحات تصحیح‌کننده تلسکوپ‌های اشمیت احتیاج به شکل دهی تک‌تک دارد، سهولت به کار بردن سطوح کروی موجود در عدسی تصحیح‌کننده، تولید دوربین‌های ماکسوتف-بوورز را ساده‌تر می‌کند. یک دوربین ماکسوتف-بوورز را در شکل ۱۷-۳ می‌بینید.

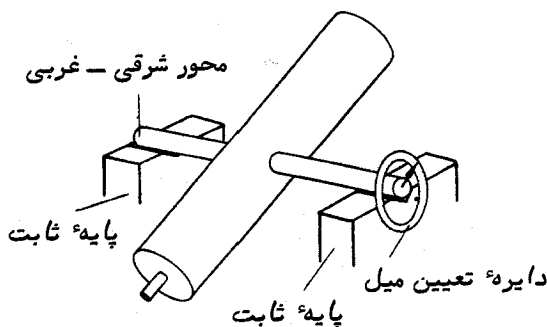


آینه جمع‌کننده کروی

شکل ۱۷-۳ دوربین ماکسوتف-بوورز

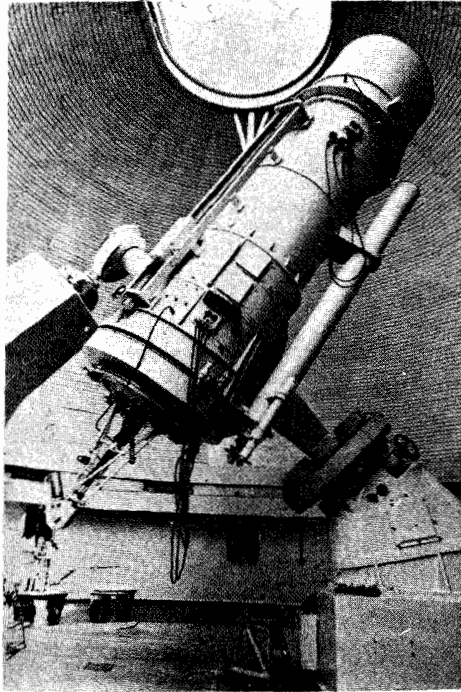
## ۱۷ - ۲ تلسکوپ نصف النهاری

تلسکوپ نصف النهاری یا دایره نصف النهاری معمولاً "به شکل یک تلسکوپ شکستی کوچک می‌باشد که بر روی تنها یک محور افقی که در جهت شرق - غرب واقع است، نصب شده است. بدین طریق، تلسکوپ مذکور می‌تواند فقط در یک صفحه ثابت حرکت کند به طوری که رو به نقاطی قرار می‌گیرد که همگی آنها بر روی نصف النهار رصدخانه واقعند. در کنار محور چرخش آن یک دایره تعیین زاویه میل نیز نصب شده است. در شکل ۱۷ - ۴ قسمت‌های اصلی یک تلسکوپ نصف النهاری و در شکل ۱۷ - ۵ سیستم عمل کننده آن را ملاحظه می‌کنید.



شکل ۱۷ - ۴ تلسکوپ نصف النهاری

در طرح بنیانی آن یک چشمی به کار رفته است که دارای شیشه مشبکی با خطوط موئین است و خط عمودی مرکزی آن بر نصف النهار منطبق می‌باشد. پس از تنظیم ارتفاع صحیح تلسکوپ زمان عبور یک ستاره از نصف النهار را می‌توان به دقت اندازه گرفت. می‌توان این کار را به ترتیب با زمانهای عبور ستاره مذکور از تک تک خطوط موئین موجود در شیشه مشبک و در نظر گرفتن مقدار متوسط زمان عبور ستاره از سیم وسطی انجام داد. در زمانهای گذشته، از تلسکوپهای نصف النهاری در تنظیم ساعت‌های اصلی و مرجع استفاده می‌شد که آنها نیز به نوبه خود در ارائه زمان عرفی به کار می‌رفتند. امروزه، از تلسکوپهای نصف النهاری در بررسی مکرر دوره تناوب چرخشی زمین استفاده می‌شود. به علاوه، این وسایل اطلاعات اساسی را برای تعیین مختصات اجرام سماوی ارائه می‌کنند.



شکل ۱۷ - ۵ - تلسکوپ نصف‌النهاری قابل برگشت کوک که در رصدخانه سلطنتی گرینویچ نصب شده است (با کسب اجازه از انجمن سلطنتی ستاره‌شناسی).

### ۱۷ - ۳ - لوله‌ها یا تلسکوپهای سمت‌الرأسی

مواضع عرضی بسیار دقیق یک رصدخانه را با به‌کاربردن لوله‌های سمت‌الرأسی که دارای انواع گوناگونی می‌باشند، تعیین می‌کنند. مزیتی که این وسایل بر تلسکوپهای نصف‌النهاری دارند، در این است که چون از آنها پیوسته در حالتی نزدیک به وضعیت قائم استفاده می‌شود، این لوله‌ها عیب خمیدگی ندارند و تأثیر شکست جوی بر آنها بسیار اندک است. با اندازه‌گیریهای موضعی منظم که با این وسیله صورت می‌گیرد می‌توان حرکات قطبهای زمین را مورد تحقیق و بررسی قرار داد.

لوله یا تلسکوپ سمت‌الرأسی شامل یک عدسی کوچک شکستی است که حرکت آن محدود شده به طوری که تنها می‌توان حوزه سمت‌الرأسی را مشاهده کرد. در نوع اولیه این دستگاه، اندازه‌گیریها را به کمک یک چشمی ریزسنج دار انجام می‌دهند ولی در مدل‌های جدیدتر از فنون ثبت و ظهور عکاسی استفاده می‌شود که دارای دقت زیادی است.

تعیین دقیق موضع یک دستگاه مستلزم اندازه‌گیری تفاوت فاصله سمت الرأسی دو ستاره در هنگامی است که این دو ستاره در روی نصف‌النهار ناظر واقع شده‌اند، البته فواصل سمت-الرأسی مطلق آنها مورد نیاز نمی‌باشد. در ابتدا، تلسکوپ را متوجه محلی می‌کنند که درست در جنوب سمت الرأس قرار دارد و چشمی دارای ریز سنج را طوری تنظیم می‌کنند که عبور ستاره در امتداد خط افقی ریزسنج صورت گیرد. حال با چرخانیدن تلسکوپ به میزان  $180^\circ$  درجه حول محور عمودی می‌توان عبورهایی را مورد مشاهده قرار داد که در شمال سمت الرأس رخ می‌دهند. هنگامی که ستاره مورد نظر در میدان دید قرار گرفت، خط موئین افقی را طوری با پیچ ریز سنج تنظیم می‌کنیم که مسیر عبور آن در امتداد سیم مشابه قرار گیرد، تفاوت بین موارد تنظیم خط موئین بر روی ریزسنج خوانده می‌شود و پس از آن به اندازه‌های زاویه‌ای تبدیل می‌شود.

فرض کنید دو ستاره که دارای میل‌های  $\delta_1$  و  $\delta_2$  هستند در محل خاصی از نصف‌النهار که فاصله سمت الرأسی هر یک  $z_1$  و  $z_2$  است دیده شده‌اند (شکل ۱۷-۶ را ملاحظه کنید). اندازه‌گیریهای انجام شده با لوله سمت الرأسی مقداری برای  $(z_2 - z_1)$  ارائه می‌کند. با مطالعه قسمت‌های ۲-۷ و ۳-۷ کتاب بسادگی می‌توان دریافت که عرض  $\phi$ ، ایستگاه رصد کننده در شکل ۱۷-۶ به قرار زیر است:

$$\phi = \delta_1 + z_1. \quad (1-17)$$

از همین شکل دیده می‌شود که:

$$\delta_2 = \delta_1 + z_1 + z_2 = \delta_1 + 2z_1 + (z_2 - z_1)$$

بنابراین:

$$z_1 = \frac{(\delta_2 - \delta_1)}{2} - \frac{(z_2 - z_1)}{2}. \quad (2-17)$$

اگر معادله (۲-۱۷) را درون معادله (۱-۱۷) قرار دهیم، خواهیم داشت:

$$\phi = \delta_1 + \frac{(\delta_2 - \delta_1)}{2} - \frac{(z_2 - z_1)}{2},$$

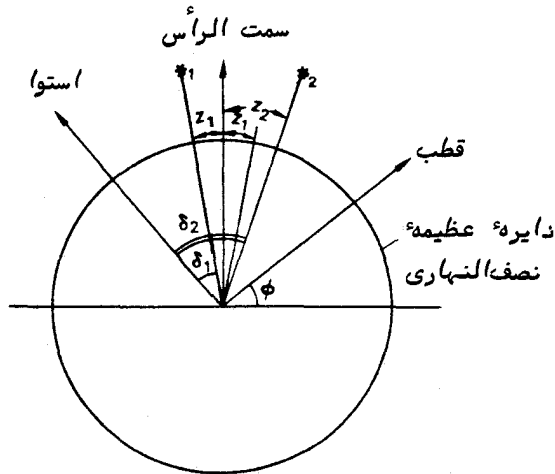
یا:

$$\phi = \frac{(\delta_1 + \delta_2)}{2} - \frac{(z_2 - z_1)}{2}. \quad (3-17)$$

بدین ترتیب، عرض ایستگاه رصد کننده میانگین میل‌های ستارگان است که به ازای نصف تفاوت فاصله سمت الرأسیشان تصحیح شده است.



اگر زمانهای عبور این دو ستاره نیز ثبت شده باشد می‌توان مواضع دقیق طول آنها را نیز تعیین کرد .



شکل ۱۷ - ۶ اندازه‌گیری دو ستاره بر روی نصف النهار با استفاده از لوله یا تلسکوپ سمت الرأس

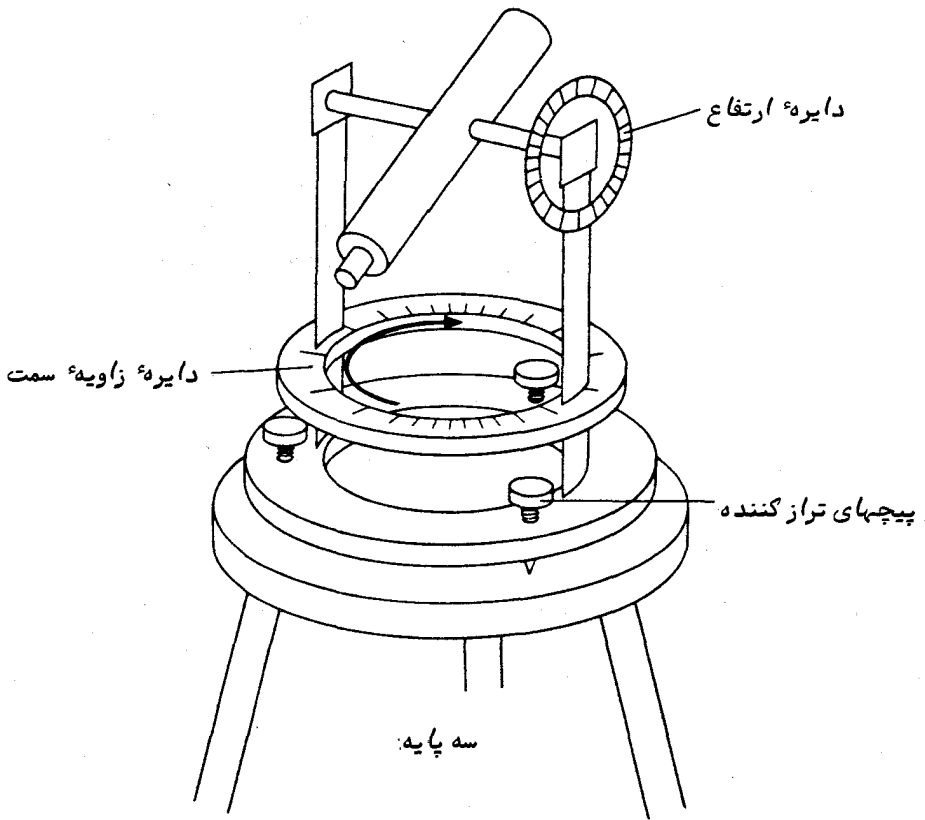
## ۱۷ - ۴ وسائل قابل حمل برای اندازه‌گیریهای موضعی

۱۷-۴-۱ تئودولیت

برای مقاصد خاصی مثل نقشه برداری، داشتن وسایلی قابل حمل که به وسیله آن بتوان از طریق اندازه‌گیری اجرام نجومی موقعیت یک ناظر را تعیین کرد بسیار مفید است. تئودولیت (دوربین نقشه برداری) از این قبیل وسایل می‌باشد.

اصولاً، تئودولیت یک تلسکوپ کوچک با یک چشمی قائم است که در آن یک شیشه مشبک با خطوط مویین کار گذاشته شده و به حالت سمت - ارتفاعی بر یک پایه نصب گردیده است. طرح کلی آن را در شکل ۱۷ - ۷ ملاحظه می‌کنید. یک محور افقی بین دو ستون قرار داده شده، به طوری که می‌توان تلسکوپ را به هر اندازه ارتفاع تنظیم کرد. ستونهای مذکور بر روی یک حلقه قابل چرخش ثابت شده‌اند به نحوی که می‌توان محور افقی را به سوی هر زاویه سمتی نشان رفت. این دستگاه را می‌توان توسط پیچهای ترازو ترازهای الکلی در هر محلی بر پا کرد. اندازه‌گیری زاویه سمت و ارتفاع هر جسم سماوی به وسیله دایره مدرجی که به دو محور مذکور متصل است، صورت می‌گیرد. برای انجام اندازه‌گیریهای موضعی خورشید فیلترهایی

تهیه شده است که بر روی عدسی شیئی قرار می‌گیرد. اندازه‌گیریهای موضعی را می‌توان با خطایی که اصولاً "مقدار آن چند ثانیه" قوسی است انجام داد. می‌توان با ثبت مواضع اجرام مختلف در زمانهای معین یا ثبت مواضع یک جسم در طول مدت زمانی معین، موقعیت جغرافیایی ناظر را تعیین کرد. البته این کار پس از منظور کردن تصحیحات لازم برای شکست جوی، نیمه‌قطر (اگر ماه یا خورشید را مشاهده کنیم) و سایر موارد صورت می‌گیرد.



شکل ۱۷ - ۷ ثئودولیت ( دوربین نقشه برداری )

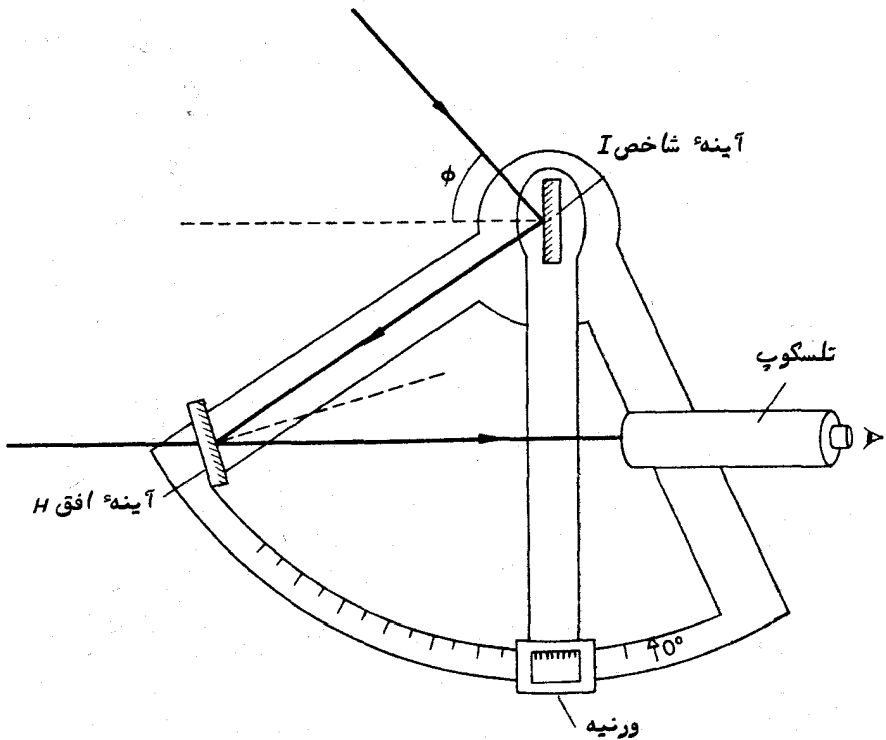
برای ردگیری اعمار، از ثئودولیت‌هایی استفاده می‌شود که خیلی سریع تنظیم می‌گردند و یکی از آنها را در شکل ۱۷ - ۸ ملاحظه می‌کنید.



شکل ۱۷ - ۸ گینه تنودولیت رصدخانه سلطنتی ادینبورگ برای ردگیری اقمار (باکسب اجازه از انجمن سلطنتی ستاره شناسان).

### ۱۷ - ۴ - ۲ سکستانت<sup>۱</sup>

سکستانت به طور اخص وسیله‌ای برای دریانوردی در دریاهاست. ساده‌ترین نحوه استفاده از آن اندازه‌گیری ارتفاع اجرام سماوی است. از اندازه‌گیری ارتفاع اجرام در زمانهای معین، موقعیت جغرافیایی ناظر را می‌توان تعیین کرد. سکستانت به حد کافی سبک و جمع و جور است به طوری که می‌توان آن را در دست نگه داشت. قسمت‌های اصلی این وسیله را در شکل ۱۷ - ۹ ملاحظه می‌کنید.



شکل ۱۷ - ۹ سکستانت

دو آینه به چارچوبی که دارای یک دسته است متصلند به طوری که ناظر می‌تواند آن‌را ننگه دارد. آینه اول که به آینه شاخص  $I$ ، مشهور است به اهرمی متصل است که این اهرم حول محوری که از سطح اندود شده آینه می‌گذرد، می‌چرخد. در انتهای دیگر این اهرم، یک ورنیه قرار دارد که زاویه آینه شاخص را بر روی قوس درجه بندی شده‌ای که قسمت پایین چارچوب سکستانت را تشکیل می‌دهد می‌توان خواند. آینه دوم که به آینه افقی  $H$ ، معروف است در جهت ثابتی بر روی چارچوب نصب شده است. این آینه به دو نیمه تقسیم شده است. نیمه بالایی آن شفاف است در حالی که نیمه پایینی آن اندوده است. هنگام مشاهده میدان با تلسکوپ، آینه دو قسمتی افق سبب می‌شود به طور همزمان افق و نیز میدان را از طریق دو بازتابی که از آینه  $I$  و نیمه پایینی آینه  $H$  پدید می‌آید مشاهده کرد. برای مشاهدات خورشیدی فیلترهایی وجود دارد که شدت آنها متفاوت است و بر روی هر دو آینه  $I$  و  $H$  نصف می‌شود.

واضح است هنگامی که سطوح آینه‌های  $I$  و  $H$  موازیند، آینه  $I$  و قسمت شفاف آینه  $H$

تصویر یکنواختی از افق ارائه می‌کنند. با تنظیم اهرمی که آینه<sup>۱</sup> I بر آن نصب شده، می‌توان دو تصویر را بر یکدیگر منطبق کرد، بدین ترتیب نقطه ثابت یا شاخص را بر روی مقیاس درجه بندی شده تعیین می‌کنند.

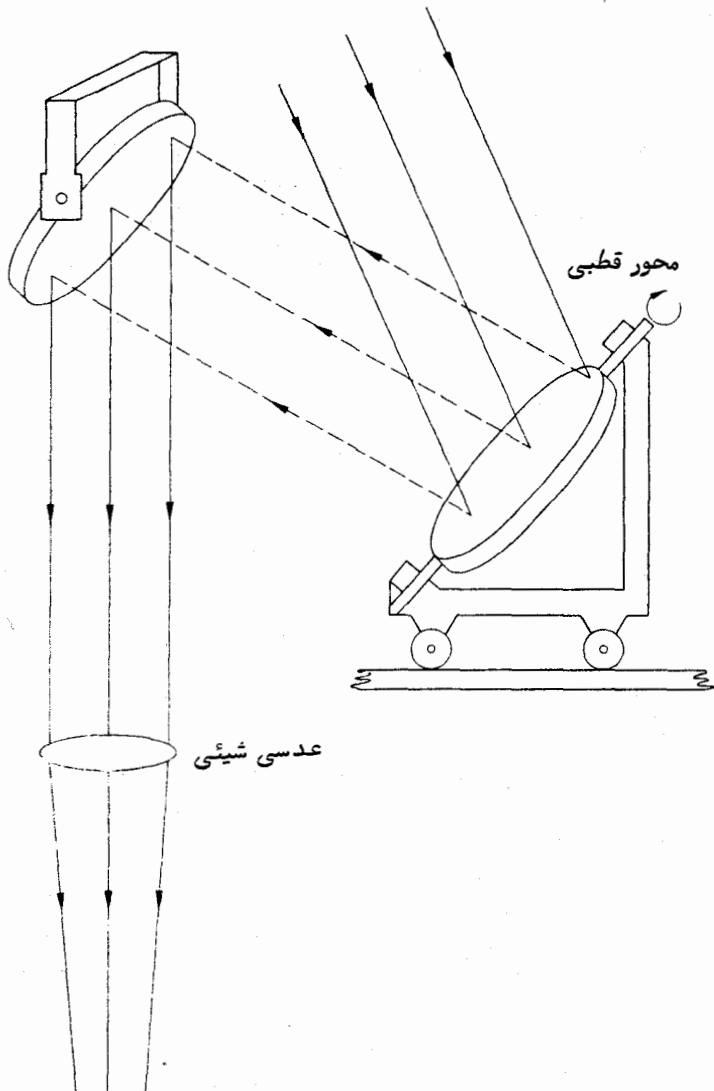
پس از تعیین ارتفاع یک جسم سماوی، اهرم نگه دارنده آینه<sup>۱</sup> I را طوری تنظیم می‌کنیم که به نظر رسد جسم مذکور بر روی افق قرار دارد. چون بازتاب یک آینه، جهت حرکت پرتو نوری را به اندازه<sup>۲</sup> دو برابر زاویه تابش تغییر می‌دهد، پس زاویه‌ای که بر روی مقیاس درجه بندی شده خوانده می‌شود با دو برابر ارتفاع ظاهری آن جسم مطابق است. این موضوع در درجه بندی مقیاس مذکور رعایت شده و هر<sup>۳</sup> ۱۰° از چرخش را ۵° ثبت کرده‌اند. قبل از تعیین رقم دقیق ارتفاع حقیقی جسم، باید به ازای هر خطایی در موضع نقطه شاخص، ارتفاع ناظر از افق و نیز شکست جوی تصحیحاتی صورت داد. میزان عدم صحت در تعیین مواضع احتمالا<sup>۴</sup> "بین ۵ تا ۱۰ ثانیه قوسی است.

## ۱۷ - ۵ سلوستات<sup>۱</sup>

سلوستات سیستم جمع کننده ویژه‌ای است که غالبا<sup>۲</sup> "در مشاهدات خورشیدی به کار می‌رود و تشکیل تصویری می‌دهد که در فضا ثابت است و به علاوه به کار بردن وسایل و ابزار سنگین تجزیه و تحلیل را ساده می‌کند. اکثر سیستمهای سلوستات را در بالای یک برج و ابزار و دستگاههای تجزیه را در زیر سطح زمین نصب می‌کنند، زیرا تغییرات دما در زیر زمین به نحو ساده‌تری ثابت می‌ماند. قرار دادن سلوستات در ارتفاعی بالاتر از سطح زمین به بهتر شدن شرایط دید کمک می‌کند و مسیر عبور تشعشعات جمع‌آوری شده تا دستگاههای تجزیه را به طور مجازی می‌توان با قرار دادن آن در یک لوله که از نظر حرارت عایق بندی شده از جریانهای مزاحم هوایی دور داشت.

سیستم جمع‌آوری سلوستات آن طور که در شکل ۱۷ - ۱۰ نشان داده شده از دو آینه<sup>۳</sup> تخت مدور تشکیل شده است. آینه<sup>۴</sup> اول به طوری بر روی یک خرک نصب شده که محور قطبی موازی سطح منعکس کننده جلوی آن است و از مرکز آن می‌گذرد. آینه<sup>۵</sup> مسطح دوم پرتو نوری را به درون یک وسیله<sup>۶</sup> تشکیل دهنده<sup>۷</sup> تصویر مثلا<sup>۸</sup> "یک عدسی شیئی با فاصله<sup>۹</sup> کانونی زیاد منعکس می‌کند. البته در برخی سیستمها به طور کامل از وسایل بازتابی استفاده می‌شود. چرخش آینه<sup>۱۰</sup> اول حول محور قطبی با سرعتی معادل نصف سرعت چرخشی زمین، ما را قادر

می‌کند اجرام سماوی را دنبال کنیم .



شکل ۱۲ - ۱۰ یک سلوستات ساده

با تنظیم حالت‌های نسبی دو آینه میل‌های متفاوتی به دست می‌آید . در حالتی که دستگاه مذکور در یک برج خورشیدی نصب شده ، آینه‌های تشکیل دهنده تصویر در موقعیتی ثابت قرار دارند و در نتیجه ، حرکت آینه دوم سلوستات می‌تواند میزان کجی آن را تغییر دهد .

آینه اول و موتور آن بر روی وسیله متحرکی قرار داده شده که می‌تواند در امتداد خط شمال - جنوب حرکت کند . به ازای میلیهای متفاوت موقعیت این وسیله متحرک و مقدار کجی آینه دوم را باید تنظیم کرد .

برای فائق آمدن بر مشکلی که توسط آینه دوم پیش می‌آید و آن پوشانیدن قسمتهایی از آسمان از دیدرس آینه اول است ، معمولاً " دو سری ریل برای وسیله‌ای که آینه اول را حمل می‌کند تعبیه کرده‌اند . این ریلها در دو سوی نصف‌النهاری که از آینه دوم می‌گذرد کشیده شده‌اند . در مشاهدات خورشیدی بسادگی می‌توان تصور کرد که ریلهای سمت شرق برای رصدهای قبل از عبور از نصف‌النهاری ( رصدهای صبحگاهی ) تعبیه شده‌اند و وسیله مذکور برای رصدهای بعد از عبور از نصف‌النهار ( رصدهای بعد از ظهر ) باید به ریلهای سمت غرب منتقل شود .

البته دو سیستم جمع‌کننده دیگر نیز وجود دارد که از آنها در پاره‌ای اوقات برای ارائه تصویری از خورشید استفاده می‌شود . این سیستم‌ها هلیوستات<sup>۱</sup> و سایدروستات<sup>۲</sup> نام دارند . مزیت هلیوستات در این است که گرچه مرکز تصویر خورشیدی در وضعیتی ثابت قرار دارد ، ولی تصویر به آرامی می‌چرخد . سایدروستات اصولاً " مجموعه‌ای تک‌آینه‌ای است که عملکرد موتور آن برای دستیابی به یک تصویر ساکن و ایستا تا حدی پیچیده است .

تلسکوپ خورشیدی ماک مات<sup>۳</sup> که نمونه‌ای از یک هلیوستات است در شکل ۱۷ - ۱۱ نشان داده شده است . قطر آینه آن  $1/5$  متر می‌باشد و این سیستم تشکیل تصویری می‌دهد که ۸۰ سانتیمتر پهنا دارد ( شکل ۱۷ - ۱۲ را ملاحظه کنید ) .

## ۱۷ - ۶ خرمین نگار ( تاج نگار )

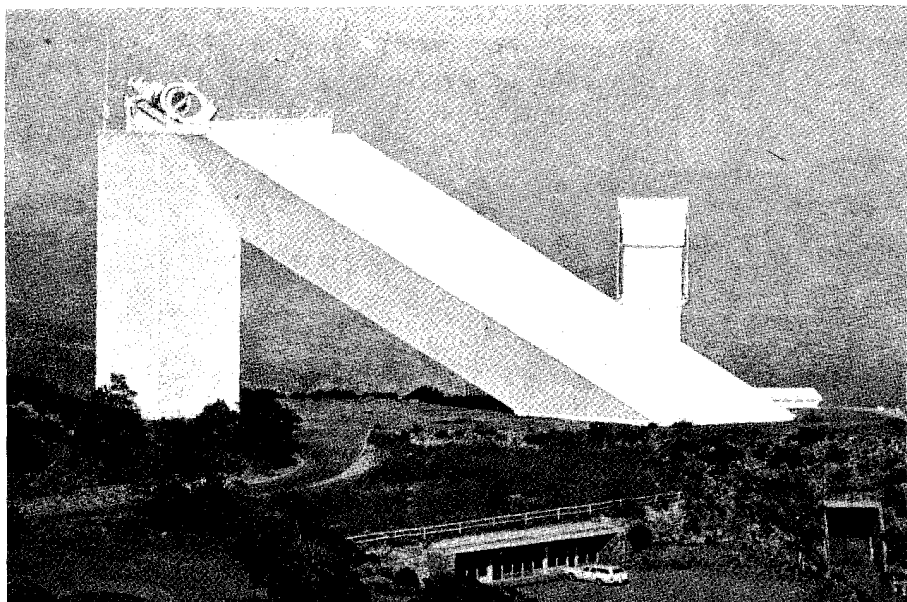
تا قبل از اختراع خرمین نگار ، خرمین ( تاج ) خورشید را تنها در موقع گرفتگی کلی خورشید می‌توانستند ببینند . روشنایی خرمین خورشید معمولاً از روشنایی آسمان اطراف خورشید هنگام روز کمتر است . با این وجود ، با انتخاب صحیح محل رصد در جایی در ارتفاعات کوهها مقدار نور پراکنده شده اطراف خورشید تقلیل یافته و شانس دیدن خرمین ( تاج ) خورشید بیشتر می‌شود .

هر تلسکوپ معمولی باعث پراکندگی نور در سیستم نوری می‌شود و این به نوبه خود

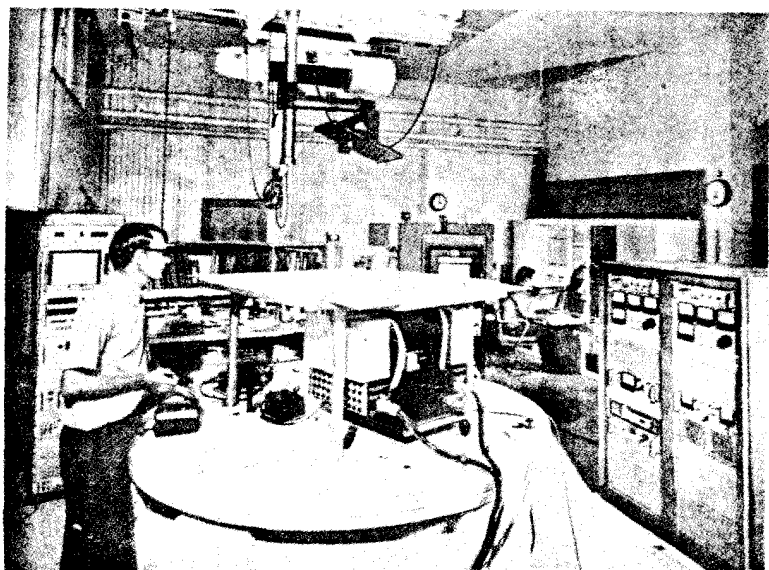
1- Heliostat

2- Siderostat

3- Mc Math



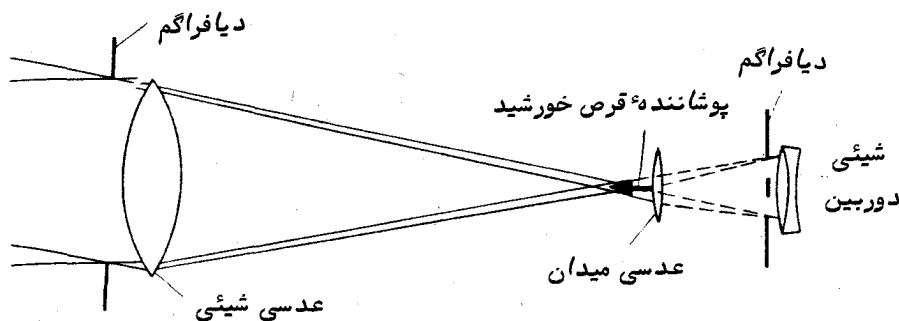
شکل ۱۷ - ۱۱) تلسکوپ خورشیدی ماک ماث در رصدخانه ملی کیت‌پیک، آریزونا (با کسب اجازه از انجمن سلطنتی ستاره شناسان).



شکل ۱۷ - ۱۲) اتاق اصلی رصد تلسکوپ خورشیدی ماک ماث (با کسب اجازه از آکادمی ملی کیت‌پیک، آریزونا).  
دبلیو. سی. لیوینگستون، رصدخانه ملی کیت‌پیک، آریزونا.



مانع رصد خرمن خورشید می‌گردد. دستگاه ویژه‌ای به نام خرمن نگار که دارای یک قطعه پوشاننده قرص خورشید می‌باشد ارائه شده که نور پراکنده را به حداقل کاهش می‌دهد. قسمت‌های اصلی یک خرمن نگار (تاج) در شکل ۱۷ - ۱۳ ملاحظه می‌کنید.



شکل ۱۷ - ۱۳ نمایش کلی یک خرمن نگار

عدسی شیئی یک عدسی تک عنصری است که خصوصاً طوری انتخاب شده تا از معایبی چون حباب هوا و خراشیدگی که باعث تفرق می‌شوند عاری باشد. یک مخروط فلزی بر روی عدسی میدان نصب شده تا قرص خورشید را بپوشاند و نور حاصل از آن را به خارج از مسیر نوری منعکس کند. دیافراگمی با یک پوشاننده کوچک مرکزی در جایی قبل از شیئی دوربین کار گذاشته شده تا نوری را که توسط عدسی شیئی خرمن نگار شکسته می‌شود، حذف کند. گرچه کج‌نمایی رنگی ناشی از شیئی، تک عنصری را می‌توان توسط عدسی دوربین جبران کرد ولی وجود پوشاننده در هر محل تنها برای یک باند کوچک طول موج مؤثر است. این موضوع عیب بزرگی محسوب نمی‌شود زیرا غالباً در اندازه‌گیری خرمن خورشید از فیلترهایی با باند کوچک استفاده می‌شود. با تنظیم محل پوشاننده قرص خورشید می‌توان از این دستگاه در طول موجهای وسیعی استفاده کرد.

به کمک خرمن نگار، مشاهدات طولانیتری را نسبت به زمان یک خورشید گرفتگی می‌توان انجام داد و این سبب می‌شود خطوط طیفی کم‌رنگی از خرمن خورشید مورد بررسی قرار گیرد. به علاوه با عکسبرداری در فواصل زمانی معین، خرمن نگار وسیله‌ای برای ثبت مراحل رشد و تشکیل زبانه‌های خورشیدی است.

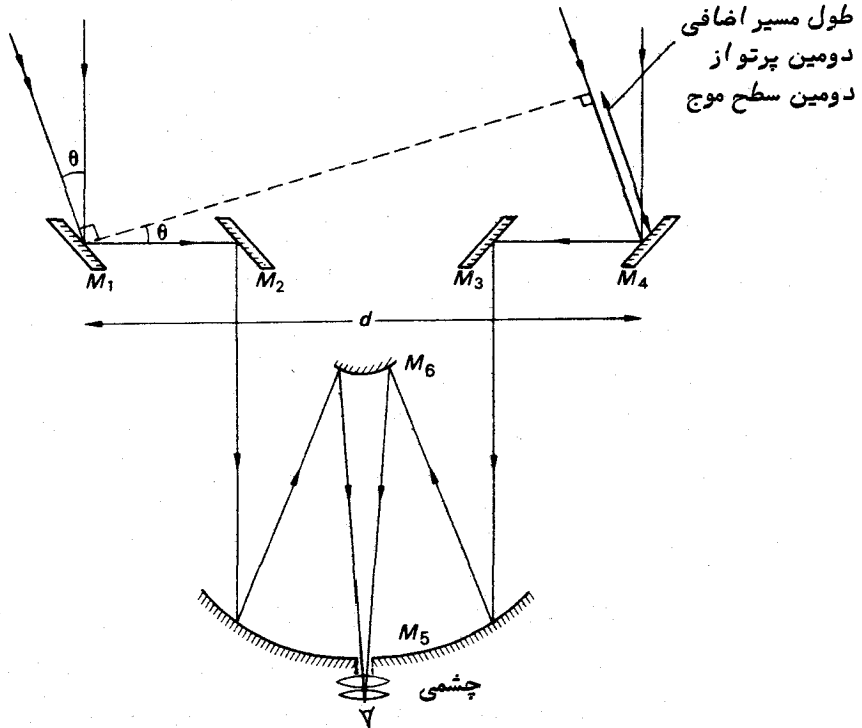
## ۱۷ - ۲ اندازه گیری قطر ستارگان

۱۷ - ۲ - ۱ تداخل سنج ستاره‌های مایکلسون

فاصله ستارگان به نسبت قطر آنها بقدری زیاد است که حتی با بزرگترین تلسکوپ‌های

جهان اندازه‌گیری قطر ظاهری آنها با به کار بردن یک چشمی متداول دارای ریزسنگ غیر ممکن است. مایکلسون با به کار بردن روش تداخل ستجی که برای اندازه‌گیری قطراجرای مثل اعمار مشتری ارائه کرد، در دهه ۱۹۲۰ میلادی اولین اندازه‌گیری مستقیم قطر چندین ستاره را انجام داد. دستگاه تداخل سنج وی هیچ گاه مورد استقبال عمومی قرار نگرفت ولی تشریح آن در اینجا مفید است، زیرا این دستگاه زیر بنای آگاهی ما از اندازه ستارگان می‌باشد.

تداخل سنج مایکلسون از دو دهانه جمع کننده که توسط یک میله به یکدیگر متصل شده‌اند تشکیل شده بود به طوری که میزان جدایی آنها را می‌توانستند تنظیم کنند. طول میله مذکور شش متر بود. با الحاق آن بر تلسکوپ ۱۰۰ اینچی (۲/۵۴ متری) مونت ویلسون، سکوی



شکل ۱۷ - ۱۴ تداخل سنج ستاره‌ای مایکلسون - آینه‌های  $M_1$  و  $M_4$  نور ستاره را جمع‌آوری کرده و مثل شکافهای آزمایش تداخل سنجی گلاسیک یا نگ عمل می‌کنند. سطحهای موج مطابق سطوحی از موج ترسیم شده‌اند که از نقاطی که تحت زاویه  $\theta$  از هم فاصله دارند می‌آیند.

کاملاً" محکم و ثابتی به دست می‌آید. اجزای اصلی سیستم نوری آن در شکل ۱۷-۱۴ نشان داده شده است. اصول آن با اصل آزمایش نوری قدیمی که به نام آزمایش دو شکاف یانگ مشهور است، مشابه می‌باشد.

فرض کنید تداخل سنج در حالت تنظیم کامل است، در این صورت فواصل  $M_1$ ،  $M_2$ ،  $M_3$ ،  $M_4$ ،  $M_5$ ،  $M_6$ ، چشم‌ناظر و فواصل  $M_1$ ،  $M_2$ ،  $M_3$ ،  $M_4$ ،  $M_5$ ،  $M_6$ ، چشم از نظر مسیر نور دارای طول یکسانی هستند. سطح موجی که نسبت به دستگاه عمودند، با دهانه‌های  $M_1$  و  $M_2$  تلاقی می‌کنند و الگوی تداخل به دست آمده از دو پرتو مذکور رامی‌توان درون چشمی مشاهده کرد. سری دوم سطح موج که با زاویه  $\theta$  نسبت به سری اول به دستگاه وارد می‌شود، الگوی تداخلی ثانویه‌ای تشکیل می‌دهد که معمولاً "این الگو اندکی تغییر مکان می‌دهد، به طوری که بر الگوی اول منطبق نیست. در سری دوم سطح موج، پرتوی که آینه  $M_4$  را ترک می‌کند نسبت به پرتو آینه  $M_1$  تأخیر فاز دارد زیرا این پرتو مجبور است فاصله بیشتری را بپیماید که مقدار آن برابر  $d \sin \theta$  است. در این رابطه  $d$  مقدار جدایی دو آینه می‌باشد. اگر مقدار  $d \sin \theta$  برابر  $\frac{\lambda}{2}$  باشد، آنگاه یک نوار روشن از الگوی تداخلی سری دوم سطح موج دقیقاً " بر نوار تاریکی که از اولین سری سطح موج پدید آمده، قرار می‌گیرد. نتیجه کلی در این حالت این است که دو الگوی نواری مذکور توسط یکدیگر از بین می‌روند. بدین ترتیب، برای دو منبع نوری نقطه‌ای که تحت زاویه  $\theta$  با یکدیگر فاصله دارند، فاصله‌ای بین دو آینه  $M_1$  و  $M_2$  پیش می‌آید که طی آن هیچ تداخلی وجود ندارد و در این حالت است که داریم:

$$d \sin \theta = \frac{\lambda}{2}$$

یا :

$$\sin \theta \approx \theta = \frac{\lambda}{2d} \quad (17-4)$$

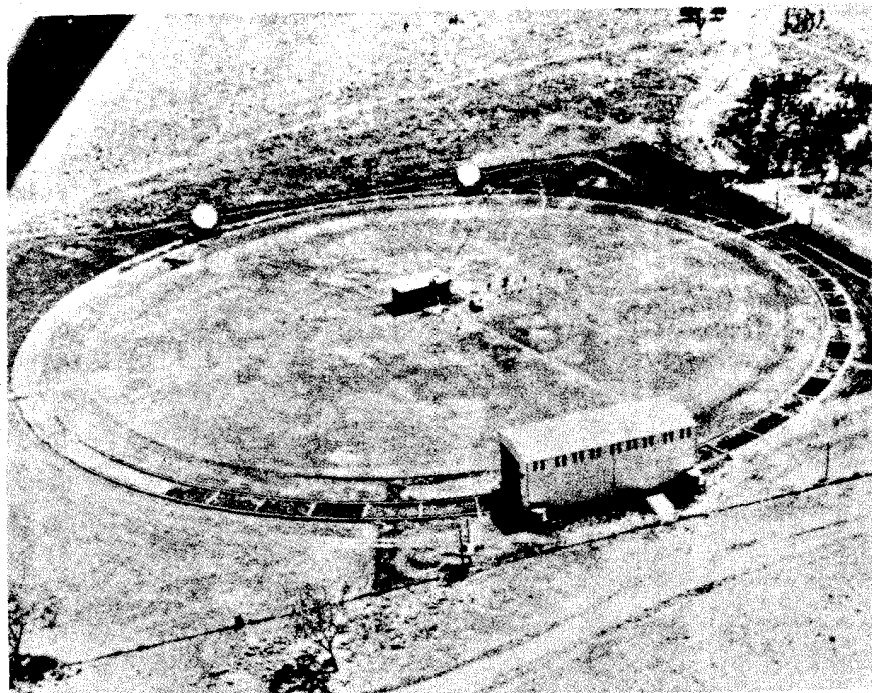
هنگامی که جسم مورد تحقیق یک ستاره منفرد است، تداخل همه نقاط درون قرص نوری را باید در نظر گرفت. به عبارت دیگر، مراحلی که شبیه آنهایی است که برای ارزیابی طرح پراش ناشی از دهانه مدور مورد نیازند برای تعیین موقعیتی که الگوی تداخل از بین می‌رود لازم است. الگوی تداخل برای جسم مدوری که روشنایی آن یکنواخت است، وقتی که مقدار  $\theta$  به اندازه فرمول زیر است نباید قابل تشخیص باشد :

$$\theta = \frac{1.22 \lambda}{d} \quad (17-5)$$

چون در این حال،  $\theta$  معادل قطر زاویه‌ای ستاره است. اگر معلوم شود که ستاره دارای روشنایی یکنواختی نیست، می‌توان مقادیری را برای آن در نظر گرفت که این مقادیر، عامل عددی موجود در معادله (۱۷-۵) را تغییر می‌دهد. تداخل سنج مایکلسون دارای محدودیتی است و از آن فقط در مورد چند ستاره عظیم که به حد کافی نزدیک و روشن هستند می‌توان استفاده کرد.

### ۱۷-۲-۲ تداخل سنج "هانبوری براون" و "تویس"

روش مایکلسون برای اندازه‌گیری قطر ستارگان، اکنون با روش جدیدی عوض شده و دستگاه مزبور را به نام تداخل سنج شدتی هانبوری براون و تویس می‌شناسند. عملکرد آن در دهه ۱۹۵۰ میلادی متداول شد و هم اکنون در نارابری<sup>۳</sup> واقع در استرالیا از آن استفاده می‌شود (شکل ۱۷-۱۵ را ملاحظه کنید). در این سیستم نیز دو جمع‌کننده به کار رفته است. این جمع‌کننده‌ها بر روی یک مسیر دایره‌وار نصب شده‌اند به طوری که فاصله بین آنها می‌توان تنظیم کرد. هر دو آینه نور ستاره‌ای مشابه را جمع‌آوری می‌کنند و این کار طبق خاصیت فتوالکتریک صورت می‌گیرد. به دلیل این‌که این روش تنها در مورد ستارگان پر نور قابل اجرا است و تنها بر اساس اندازه‌گیری شدت نور می‌باشد، آینه‌های مرکب بزرگی (با قطر ۶/۵ متر) ساخته شده است که از اجزای مختلف تشکیل یافته و برای این که تصاویری با کیفیتی مشابه تصاویر یک تلسکوپ با همان قطر به دست آید، تلاش زیادی صورت نگرفته است. این آزمایش در برگیرنده طریقی است که دو جمع‌کننده نوری تشعشعات رسیده از یک ستاره را بر حسب جدایی بیس آنها مورد بررسی قرار می‌دهد. تغییرات در رسیدن انرژی یا با هم مقایسه می‌شوند یا به هم می‌پیوندند و اگر این کار چندین بار در فواصل مختلف جمع‌کننده‌ها صورت گیرد، قطر ستاره را می‌توان تعیین کرد. برای به دست آوردن قطر معین یک ستاره حدود پنجاه ساعت رصد مورد نیاز است. تا کنون اندازه‌گیری دهها ستاره را گزارش کرده‌اند و مشاهدات بیشتری نیز در حال انجام است. این روش بدین لحاظ بر تداخل سنج مایکلسون برتری دارد که قادر است ستارگان کم‌نورتر را بررسی کند و ستارگانی را که دارای قطر زاویه‌ای کوچکتری هستند تجزیه و تحلیل کند. در حال حاضر قدر حدی این روش با زمان انتگرال‌گیری مرتبه ۱۰۰ ساعت، ۲/۵ می‌باشد.

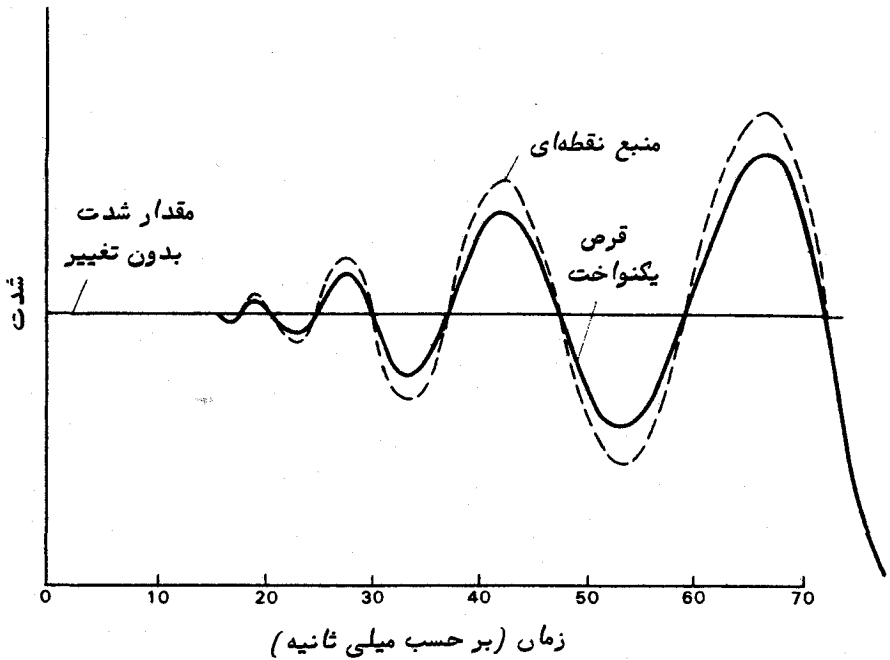


شکل ۱۷ - ۱۵ عکس هوایی از تداخل سنج ستاره‌ای واقع در نارابری ، استرالیا (بسا کسب اجازه از انجمن سلطنتی ستاره‌شناسان).

### ۱۷ - ۲ - ۳ روش پوشیدگی ماه

پدیده<sup>۱</sup> طبیعی پوشیدگی ماه روشی را ارائه کرده که با آن قطر چندین ستاره<sup>۲</sup> بسیار پر نور را می‌توان اندازه گرفت . هنگامی که یک ستاره توسط ماه پوشیده می‌شود، مدت زمان معینی می‌گذرد تا ماه جلو قرص پدید آمده از ستاره را بگیرد . ناپدید شدن نور ستاره آنی و لحظه‌ای نیست ، بلکه تا قبل از رسیدن آن به صفر، نوسان دارد و این نوسانات نشان می‌دهند که لبه<sup>۳</sup> ماه مانند یک لبه<sup>۴</sup> پراکنده کننده<sup>۵</sup> نور است . ماهیت نوساناتی را که می‌توان انتظار داشت در شکل ۱۷ - ۱۶ نشان داده‌ایم . مقیاس زمانی موجود در نمودار مذکور نوع سرعت زمانی را که برای انجام مشاهدات لازم است خاطر نشان می‌کند . تفاوت‌های بین منحنی پیش‌بینی شده برای یک منبع نقطه‌ای و منحنی‌های به دست آمده در عمل ، تعیین قطر قرص ستاره را امکان پذیر می‌سازد . تعداد ستارگانی که بدین طریق می‌توان اندازه گرفت ، تنها به ستارگان بسیار روشنی محدود می‌شود که گویا در منقطه‌ای از آسمان قرار دارند که به نظر می‌رسد ماه

در آنجا ظاهر می‌شود. تقریباً "پنج ستاره را با این روش اندازه گرفته‌اند.



شکل ۱۷-۶) نوسانات سریع شدت یک ستاره که با ماه پوشیده شده است. (حالت عکس این منحنی هنگام دوباره پدیدار شدن ستاره مذکور پیش می‌آید).

### ۱۷-۷-۴) تداخل سنجی لکه‌ای

هنگامی که برای مشاهده یک ستاره از تلسکوپ عظیمی با بزرگنمایی زیاد استفاده می‌شود به نظر می‌رسد تصویر به دست آمده دارای ساختمان بلوری است که سریعاً "تغییر می‌کند و یا این که از خود الگوی لکه‌ای بروز می‌دهد. این قبیل اثرات ناشی از اختلالات جو بالای تلسکوپ است. هر قسمت روشن الگو از تداخل قسمتهایی از پرتو ناشی می‌شود که این قسمتها با یکدیگر هم فاز هستند ولی از سطوح کاملاً "مجزای آینه" اولیه تشکیل شده‌اند. بدین ترتیب، الگوی لکه‌ای آنی دارای اطلاعات زیادی درباره تجزیه و تفکیک فضایی تا حد پراش تلسکوپ است.

واژه "تداخل سنجی لکه‌ای بدین لحاظ پدید آمد تا روشی را در برگیرد که طی آن الگوهای لکه‌ای، مورد عکسبرداری، ترکیب و سپس تجزیه فضایی قرار گیرند تا اگر منبع مذکور

زاویه‌های کوچکتر از زاویه تفکیک تلسکوپ ایجاد کند ، میزان تفاوت آنچه را که باید به دست آورد مشخص کند . در وهله اول باید از الگوهای لکه‌ای با استفاده از مقیاس صفحه‌ای بزرگ و نور دادن کوتاه مدت عکسبرداری کرد .

نخستین قدم مؤثر در این زمینه باتلسکوپ ۲۰۰ اینچی (۵/۰۸ متری) مونت پالومار صورت گرفت . با به کار بردن یک شیئی میکروسکوپ در نقطه کانونی تلسکوپ کاسگرین ، نسبت کانونی آن به حدود  $f/۵۰۰$  تبدیل شد که مقیاس صفحه‌ای برابر یک ثانیه قوسی در هر ۲۵ میلیمتر را تشکیل داد و نور دادنهای کوتاه مدت که مرتبه آنها  $\frac{1}{۱۰۰}$  ثانیه بود به وسیله تشدید کننده‌های تصویری ممکن گشت . قرص ستارگان ابط الجوزا ، قلب العقرب و دبران تجزیه شد و برای اولین بار معلوم شد که ستاره عیوق یک ستاره دوتایی است .

روش تداخل سنجی لکه‌ای در حال حاضر هنوز نوپاست و بدون شک در آینده ، اشکال گوناگونی از این اصل را شاهد خواهیم بود .

مثال ۱۷ - ۱ دو ستاره را با میلیهای " ۱۰ ، ۳۰ ، ۵۶° و " ۵۰ ، ۳۰ ، ۵۶° برای رصد با یک تلسکوپ سمت الرأسی در نظر گرفته‌ایم . پس از مشاهده ستاره اول ، دستگاه مزبور  $۱۸۰^\circ$  چرخیده است و برای این که عبور ستاره دوم را رصد کنیم ، باید ریزسنگ آن را  $۰/۴$  دور در جهتی که سیم را از سمت الرأس دور می‌کند بچرخانیم . اگر مقیاس صفحه تلسکوپ ۳۰ ثانیه قوسی در میلیمتر و پای پیچ ریزسنگ یک دور در میلیمتر باشد ، عرض ایستگاه رصد کننده را تعیین کنید .

$$\text{دور } ۰/۴ = \text{حرکت پیچ ریز سنج}$$

$$= ۰/۴ \text{ میلیمتر}$$

$$= ۰/۴ \times ۳۰ \text{ ثانیه قوسی}$$

$$= ۱۲ \text{ ثانیه قوسی}$$

طبق معادله (۱۷ - ۳) داریم :

$$\frac{(z_2 - z_1)}{p} = ۶ \text{ ثانیه قوسی}$$

و بدین ترتیب :

$$\phi = ۵۶^\circ ، ۳۰' ، ۳۰'' - ۶''$$

$$= ۵۶^\circ ، ۳۰' ، ۲۴''$$

مثال ۱۷ - ۲ یک شکاف دوتایی را که می‌توان فاصله بین آنها را تغییر داد برای سهولت اندازه‌گیری دو ستاره که روشنایی آنها به یک اندازه است ، بر روی یک شیئی قرار داده‌ایم . جدایی این دو ستاره  $۰/۱$  ثانیه قوسی است . دو شکاف مذکور به ازای چه فاصله‌ای باعث محو شدن الگوی نواری می‌شوند ؟

با استفاده از معادله (۱۷ - ۴) الگوی نواری تشکیل شده توسط هر ستاره در صورتی یکدیگر

را محو می‌کنند که :

$$d = \frac{\lambda}{2\theta}$$

در اینجا داریم :

$$\theta = 0.1 \text{ رادیان} = \frac{1}{30.62650} \text{ ثانیه قوسی}$$

اگر فرض کنیم  $\lambda = 5 \times 10^{-4}$  میلیمتر باشد :

$$d = \frac{5 \times 10^{-4}}{2 \left( \frac{1}{2062650} \right)} \text{ mm}$$

میلیمتر  $\approx 500$

مثال ۱۷ - ۳ برای اندازه‌گیری قطر ظاهری یک ستاره از یک تداخل‌سنج ستاره‌ای مایکلسون استفاده شده است. هنگامی که فاصله بین آینه‌های قابل تنظیم ۵ متر می‌شود، الگوی نواری از بین می‌رود. قطر زاویه‌ای ستاره چقدر است؟ طبق معادله (۱۷ - ۵) داریم :

$$\theta = \frac{1/228}{d}$$

اگر مجدداً فرض کنیم  $\lambda = 5 \times 10^{-4}$  باشد :

$$\theta = \frac{1/228 \times 5 \times 10^{-4}}{5 \times 10^3} \text{ رادیان}$$

$$= 1/228 \times 10^{-7} \text{ رادیان}$$

$$\theta \approx 0.025 \text{ ثانیه قوسی}$$



## تلسکوپهای رادیویی

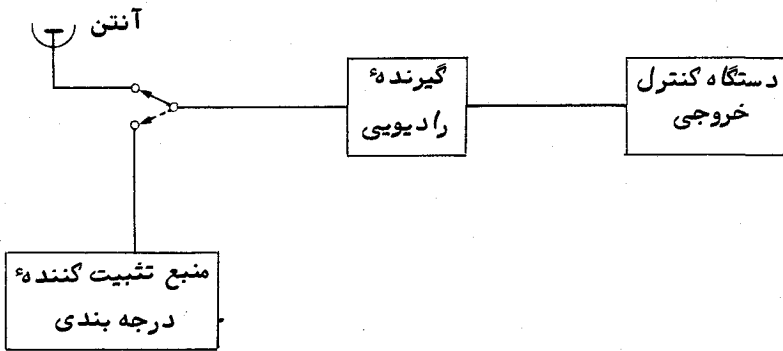
### ۱۸-۱ مقدمه

پیشرفت‌هایی مانند تشخیص هواپیما توسط رادار، که در تکنولوژی الکترونیک صورت گرفت و در خلال جنگ جهانی دوم بر سرعت آن افزوده شد وسیله‌ای برای شدن نجوم رادیویی گشت. این کشف که انرژی به شکل امواج رادیویی از فضا به ما می‌رسد چندین سال قبل از جنگ جهانی دوم توسط جانسکی<sup>۱</sup> صورت گرفته بود و این در حالی است که سایر اکتشافات که برای ستاره شناسان مهم است در مدت جنگ به طور اتفاقی رخ داده، اما به هر حال این فنون جدید را تا پایان جنگ مذکور در تحقیقات ستاره‌شناسی برای مقاصد ویژه این علم به کار نبردند. اندازه‌گیری اساسی انرژی ورودی با استفاده از یک آنتن جهت دار صورت می‌گیرد. روشنایی یک منبع در ناحیه نوری درست مانند انرژی،  $E$ ، رسیده بر حسب باندموج خاصی در هر واحد از دهانه تلسکوپ و هر واحد از زاویه فضای سنجیده می‌شود و می‌توان آن را بر حسب واحد وات بر مجذور سانتیمتر بر استرادیان نشان داد. علاوه بر آن، شدت هر منبع را می‌توان بر حسب واحد شار بیان کرد که هر واحد شار در دستگاههای گیرنده رادیویی برابر  $10^{-26} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$  می‌باشد. با به کار بردن قانون ریلی - جینز<sup>۲</sup> (معادله ۹-۱۴) را ملاحظه کنید) می‌توان دمای درخشندگی،  $T_B$ ، هر منبعی را تعیین کرد که از رابطه زیر به دست می‌آید:

$$\frac{2kT_B}{\lambda^2} = E \quad (1-18)$$

که  $k$  ثابت بولتزمن و  $\lambda$  طول موج نور مشاهده شده است، البته چون به طور کلی منابع رادیویی دارای منحنی انرژی جسم سیاه نیستند، مقدار دمای درخشندگی نسبت به طول موج تا اندازه زیادی متغیر است.

اختلالات به وجود آمده در آنتن وارد گیرنده‌های می‌شود که نسبت به فرکانس مورد نظر تنظیم شده‌است و این گیرنده قبل از عمل یکسو سازی، آنها را تقویت می‌کند تا سیگنال خروجی نهایی به دست آید. برای رفع اثرات نامنظمی‌های دستگاه، یک منبع تثبیت کننده درجه بندی نیز تعبیه شده است که این منبع به طور متناوب به سیستم گیرنده متصل می‌شود و پاسخ دستگاه به این سیگنال ورودی مشخص، نمایان می‌شود. این سیستم که قسمت اصلی یک تلسکوپ رادیویی را تشکیل می‌دهد در شکل ۱۸ - ۱ نشان داده شده است. خروجی گیرنده را می‌توان به شکل اثر قلم یک ثبت کننده نشان داد یا آن را بر روی نوار مغناطیسی ضبط کرد یا از قبل برای انجام فرآیندهای کامپیوتری به رقم تبدیل کرد. این آثار ثبت شده، اندازه‌گیری‌هایی در مورد قدرت تشعشعات رادیویی و قطبش آن در کره سماوی به ستاره‌شناس رادیویی ارائه می‌کند.



شکل ۱۸-۱ (اجزای اصلی یک تلسکوپ رادیویی)

یکی از اهداف تلسکوپ‌های رادیویی، همانند ستاره‌شناسی نوری، توانایی جمع آوری انرژی از نقاطی از کره سماوی است که کاملاً مشخص شده‌اند. به دلیل سروکار داشتن با طول موج‌های بلندتر، این کار ساده نیست و تنها هنگامی تفکیک زاویه‌ای زیادی به دست می‌آید که دستگاه‌های عظیم آنتن و مناطق جمع‌کننده‌ای در اختیار داشته باشیم که به جای جمع‌کننده‌های منفرد بشقابی، صدها متر مربع وسعت داشته باشند. جایگزین کردن رقم مناسبی به جای مقدار  $\lambda$  در معادله (۱۶ - ۷) نشانگر این موضوع است.

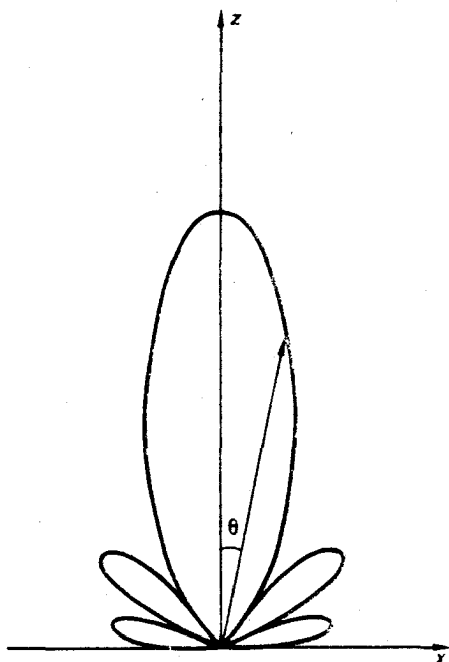
اکنون، با معرفی فنون ویژه‌ای برای تداخل‌سنجی با خط‌مبنای بسیار طولانی که در آن تلسکوپ‌هایی به فاصله هزاران کیلومتر از یکدیگر به کار می‌روند، دقت زاویه‌ای اندازه‌گیری‌ها به مرتبه یک هزارم ثانیه قوسی رسیده است.

## ۱۸ - ۲ آنتنها

منظور از به کار بردن آنتن در نجوم رادیویی جمع آوری امواجی است که از جهات معینی می‌رسند و در قسمت پایانی آن با هم تداخل می‌کنند و می‌توان با یک گیرنده رادیویی آنها را آشکار کرد. آنتنها به دلیل ماهیت اصلیشان، نسبت به بسامدهای کمی پاسخ می‌دهند و همچنین به قطبش امواج رادیویی حساسند. البته بسامدهایی که آنتن به آنها پاسخ می‌دهد معمولاً خیلی از بسامدهایی که توسط دستگاه گیرنده اخذ می‌شود وسیعتر است. با استفاده از آنتنهایی با اندازه‌های مختلف به همراه دستگاههای گیرنده‌ای که کاملاً "با آن تنظیم شده‌اند"، تمام امواج رادیویی موجود برای اندازه‌گیری را تحت پوشش قرار می‌دهند. برخی از بسامدهای معین دارای اهمیت ویژه‌ای هستند، زیرا به انتقالات انرژی اتمها و مولکولهای قابل شناسایی پاسخ می‌دهند. کنترل و بررسی این بسامدها به تحقیقاتی درباره نحوه توزیع این گونه اتمها و مولکولها در فضای بین ستاره‌ای انجامیده است. مطالعه این خطوط طیفی رادیویی مثلاً "خط هیدروژن در ۲۱ سانتیمتری (۱۴۲۷ مگاهرتز) سهم بسزایی در دانش ما از ساختار کهکشان خودمان داشته است.

در اکثر مشاهدات این مسأله برای تلسکوپهای رادیویی مهم است که دارای حساسیت زیاد و قدرت تشخیص جهتی باشند. وقتی تلسکوپ رادیویی به سوی منبع معینی متوجه می‌شود، در قسمت خروجی گیرنده، سیگنالی پدید می‌آید. اگر بگذاریم تا تلسکوپ نسبت به جهت منبع تغییر جهت بدهد، سیگنال خروجی تا زمانی که تلسکوپ متوجه موضع منبع است به صفر نزول نخواهد کرد. تنها هنگامی ممکن است سیگنال مزبور به صفر نزول کند که جهت تلسکوپ چند درجه از منبع منحرف شده باشد. میزان سقوط سیگنال خروجی با زاویه بین تلسکوپ و منبع، تعیین کننده کیفیت جهت دار بودن تلسکوپ است. می‌توان به طور ساده، نحوه حساسیت جهت دار یک تلسکوپ رادیویی را با ترسیم یک نمودار قطبی نمایش داد. در این نمودار، برداری به کار رفته که طول آن نشان دهنده چگونگی تغییر مقدار پاسخ خروجی به نسبت جهت ظاهری تلسکوپ از یک منبع نقطه‌ای است و این در حالی است که این منبع نقطه‌ای دارای روشنایی رادیویی ثابتی است. می‌توان گفت این نمودار قطبی حکم نمایه ابزاری تلسکوپ رادیویی را دارد. یک نمودار قطبی دو بعدی برای یک تلسکوپ متداول در شکل ۱۸ - ۲ ترسیم شده است. البته لزوماً نمودار مذکور ممکن است در محور  $z$  متقارن نباشد و به طور کلی برای تعیین حساسیت جهت دار بودن یک تلسکوپ، نمودار قطبی سه بعدی مورد نیاز است.

از همین نمودار می‌توان متوجه این نکته شد که یک تلسکوپ رادیویی تا اندازه‌ای دارای حساسیت خارج از پرتو اصلی است. این قسمتهای کناری گاهی به دلیل انتقال منابعی که در



شکل ۱۸ - ۲ نمودار قطبی حساسیت یک تلسکوپ رادیویی در دو بُعد

مسیر خارج از پرتو اصلی هستند باعث مزاحمت می‌شوند. بدین ترتیب، یک منبع قوی که توسط یک قسمت کناری منتقل شده می‌تواند اگر قسمت اصلی به سوی یک منبع نسبتاً ضعیف متوجه است، در مقدار خروجی تلسکوپ به میزان قابل توجهی اثر بگذارد.

پهنای پرتو یک تلسکوپ گاهی از طریق وسعت زاویه‌ای قسمت مرکزی یا از نقاط موجود در قسمت اولیه که حساسیت آن به نصف مقدار حداکثر آن تنزل کرده است تعیین می‌شود. می‌گویند تلسکوپی که قسمت اصلی پرتو آن باریک باشد دارای توانایی پرتوافکنی مناسبی است. مانند واژه پهنای پرتو که برای تعیین توانایی یک تلسکوپ در تشخیص دقیق منابع مجزا به کار می‌رود، گاهی مناسب است مفهوم "بهره‌توان دستگاه" را نیز به کار برد. این مفهوم را احتمالاً با این تصور بهتر می‌توان درک کرد که یک آنتن همچون یک فرستنده کار کند. فرض کنید یک آنتن طوری ساخته شده که به جای گیرنده در حکم فرستنده‌ای باشد که مقدار توان معینی (مقدار انرژی در واحد زمان) از خود انتشار می‌دهد. در نقطه‌ای دور از آنتن مقدار انرژی معینی در هر واحد سطح در واحد زمان کسب می‌شود. نقطه‌ای بر روی یک خط فرض کنید که جهت آن خط از مقدار حداکثر نمودار قطبی به دست آمده است. فرض کنید

میزان ورود انرژی به این نقطه برابر  $P_1$  باشد که معمولاً آن را بر حسب وات بر متر مربع می‌سنجند .

حال تصور کنید انرژی که توسط آنتن اول منتشر شده از طریق آنتن دیگری با طرح متفاوتی پخش می‌شود . اگر مجدداً همان جهت پیشین را پیدا کنیم ، آنگاه در نقطه‌ای بر روی این جهت که فاصله آن با فاصله‌ای که برای آنتن اول انتخاب شده بود یکسان است میزان ورود انرژی مقداری متفاوت خواهد بود که برابر است با  $P_2$  ، نسبت  $P_1$  به  $P_2$  را به نام بهره توان  $G$  ، آنتن اول نسبت به آنتن دوم می‌نامند . پس :

$$G = \frac{P_1}{P_2} \quad (18-2)$$

مقدار بهره توان یک آنتن را می‌توان بر مبنایی مطلق قرار داد که در آن فرض می‌شود آنتن دوم آنتنی است که تشعشعات را به طور یکسان در تمام جهات پخش یا آنها را جذب می‌کند . بدین ترتیب که نمودار قطبی آن ، نمودار کره‌ای است که آنتن مرکز آن است . گرچه ، عملاً چنین آنتن همه سویه‌ای وجود ندارد ولی مفهومی مفید برای تشریح بهره توان مطلق است .

از این رو مفهوم بهره توان یک آنتن فرستنده تعیین کننده توانایی یک آنتن در انتشار انرژی در یک پرتو باریک است . هنگامی که از آنتن به شکل گیرنده استفاده می‌شود ، واضح است که مقدار بهره توان ، نشان دهنده قابلیت آن در تمرکز قدرت جمع‌کنندگی آن در جهت معینی است . مفهوم بهره توان را می‌توان تا حدی گسترش داد تا منابع نقطه‌ای واقع در جهاتی را که در امتداد جهت حساسیت حداکثر آنتن نیستند نیز تحت شعاع قرار دهد . با تغییر بهره توان نسبت به جهت منبع می‌توان دقیقاً نمودار قطبی حساسیت را ترسیم کرد .

کارایی یک سیستم آنتن را می‌توان با پاسخ آن به میزان انرژی ورودی (توان) طی یک بسامد معین و با قطبش مفروض یک منبع نقطه‌ای تشریح کرد . اگر  $P$  توانی باشد که توسط یک آنتن به وجود آمده و  $E$  انرژی موجود در هر واحد سطح از منبع نقطه‌ای باشد ، آنگاه این دو پارامتر را می‌توان طبق رابطه زیر به یکدیگر مربوط کرد :

$$P = AE,$$

که  $A$  دارای ابعاد یک سطح است و به نام سطح مؤثر تلسکوپ تعریف می‌شود . لازم نیست مقدار آن دقیقاً با مساحت هندسی آنتن یا تلسکوپ مطابق باشد .

با تعریف  $A$  بدین شکل  $(A = \frac{P}{E})$  واضح است که مقدار آن بر اساس جهت آنتن یا

تلسکوپ نسبت به موضع منبع نقطه‌ای تغییر کند. بنابراین، طرح این تغییر با نمودار قطبی نشان دهندۀ حساسیت جهت‌دار بودن تلسکوپ معادل است. سطح مؤثر یک آنتن در واقع طبق عبارت زیر به بهره‌ای توان آن مربوط می‌شود:

$$G = \frac{4\pi A}{\lambda^2}, \quad (3-18)$$

که  $\lambda$  طول موجی است که طی آن  $G$  و  $A$  با یکدیگر مقایسه می‌شوند.

همچون موارد دیگر اندازه‌گیری، اندازه‌گیریهای نجوم رادیویی تابع تغییراتی هستند. سیگنال خروجی هر تلسکوپ، مقدار ثابتی نیست بلکه به نظر می‌رسد که نوسان می‌کند. اندازه‌ای این نوسانات یا پارازیتها نسبت به سطح متوسط سیگنال بلافاصله نشان می‌دهد که یک درصد چگونه معنا پیدا می‌کند. همچنین قدرت پارازیت بیان‌کننده مقدار کمترین تغییر واقعی موجود در سیگنال است. به عبارت دیگر، اندازه‌ی پارازیت سبب محدود شدن قدرت ضعیفترین منبع قابل تشخیص می‌شود.

در اندازه‌گیریهای نجوم رادیویی پارازیت‌های مزاحم در سیگنال خروجی تلسکوپ وجود دارد که علل مختلفی باعث آن می‌شود. برای مثال، این پارازیتها ممکن است حاصل منابع زمینی محل مانند رعد و برق یا اختلالاتی باشند که توسط خود بشر به وجود می‌آیند مانند موتورهای الکتریکی، شمعهای اتومبیل و غیره.

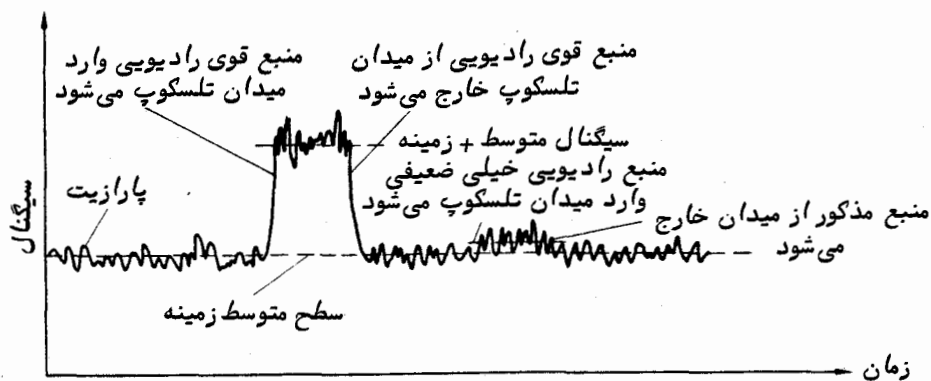
سطح متوسط سیگنال به نسبت اندازه‌ی نوسانات آنچه را که به نام نسبت سیگنال به پارازیت آزمایش نامیده می‌شود تعیین می‌کند. مقدار نسبت کم سیگنال به پارازیت باعث به وجود آمدن محدودیتی در قدرت ضعیفترین منبع قابل تشخیص می‌شود (برای مثال شکل ۱۸-۳ را ملاحظه کنید). برای ستاره‌شناس رادیویی بعید نیست اگر نسبت سیگنال به پارازیت از عدد یک کمتر باشد، با به کار بردن زمانهای منفرد طولانی در مشاهدات یا با استفاده از فنون بسیار پیچیده، منابع را تشخیص دهد.

طبق قضیه نیکست<sup>۱</sup> معلوم می‌شود که هر مقاومت توسط آشفتنی گرمایی الکترونهای هدایت‌کننده تولید پارازیت می‌کند. توان،  $P$ ، به وجود آمده در هر مقاومت را می‌توان طبق رابطه زیر نشان داد:

$$P = kT \Delta\nu, \quad (4-18)$$

که  $k$  ثابت بولتزمن،  $T$  دمای مطلق مقاومت و  $\Delta\nu$  گستره‌ای از بسامدهایی است که دستگاه

اندازه‌گیری مجاز است مورد بررسی قرار دهد. هر آنتن را می‌توان دارای مقاومت مؤثری دانست و از این رو تأثیر آن را در ایجاد سیگنال و پارازیت مربوط به خودش باید در نظر داشت. اگر این قدرت زمینه سیگنال اندازه‌گیری شود آنگاه دمای مؤثری را می‌توان برای یک آنتن منظور کرد. دمای متعارف آنتن از چند درجه در طول موجهای چند سانتیمتری تا چندین میلیون درجه در طول موجهای دهها متری متغیر است. بدیهی است که این دماها نمایانگر دمای فیزیکی آنتنها نیستند.

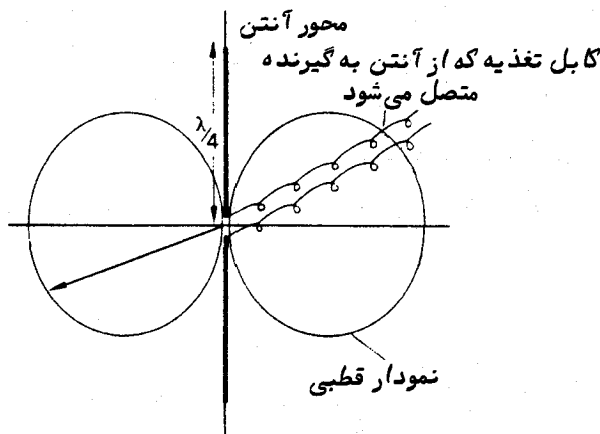


شکل ۱۸-۳ خروجی یک تلسکوپ رادیویی که در آن مشکل آشکار ساختن یک منبع رادیویی ضعیف نشان داده شده است.

### ۱۸-۳ طرح آنتنها

۱۸-۳-۱- آنتن دو قطبی نیم موج

ساده‌ترین نمونه یک آنتن، آنتن دو قطبی نیم موج است که از دو میله فلزی یا سیم تشکیل شده که در یک راستا قرار دارند و توسط نگهدارنده‌های عایق از یکدیگر جدا شده‌اند. هر میله دارای طولی به اندازه یک چهارم طول موجی است که باید توسط دستگاه گیرنده رادیویی کنترل شود. ارسال پیام از آنتن به گیرنده به وسیله کابلی صورت می‌گیرد که در مرکز آنتن به انتهای میله‌های آن متصل شده است. یک آنتن دو قطبی معمولی در شکل ۱۸-۴ نشان داده شده که در آن نمودار قطبی حساسیت جهت داری آن نیز ترسیم شده است.



شکل ۱۸ - ۴ نمودار قطبی یک آنتن دو قطبی نیم موج

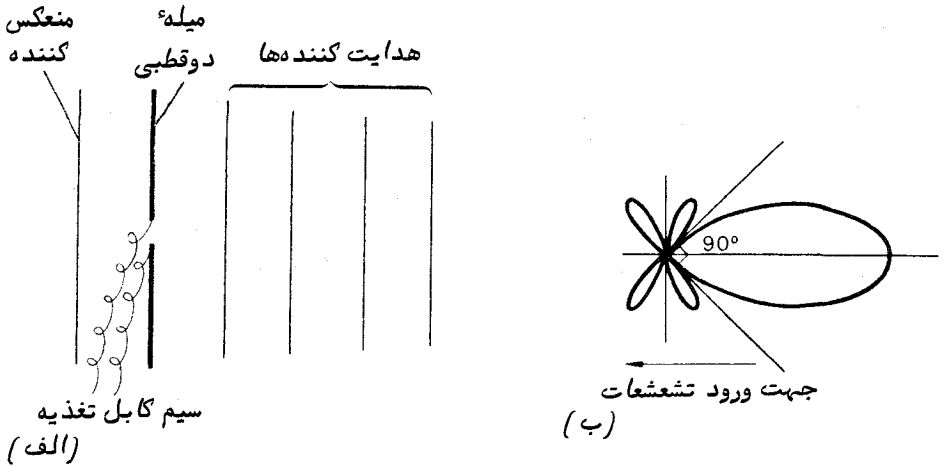
نمودار قطبی آنتن دو قطبی نیم موج را می‌توان با چرخانیدن نمودار دو بعدی حول محور آنتن به نمودار سه بعدی تبدیل کرد. می‌توان دریافت که این آنتن نسبت به تشعشعاتی که از جهتی در امتداد محور آن می‌رسد، حساس نیست. به علاوه می‌توان دید که آنتن مذکور دارای حساسیت جهت داری ضعیفی است و بر همین اساس بهره‌ای که می‌توان آن ناچیز است و  $1/64$  می‌باشد. این آنتن به تنهایی برای استفاده در تلسکوپهای رادیویی کاربردی ندارد.

### ۱۸ - ۳ - ۲ آنتن پارازیتی

خاصیت جهت داری یک آنتن دو قطبی با به کار بردن عناصر اضافی تا حد زیادی بهبود می‌یابد. این عناصر از نظر الکتریکی به آنتن یا گیرنده متصل نمی‌باشند و گفته می‌شود پارازیتی هستند. منظور از به کار بردن آنها اراعه حالت واکنش تشعشعی در میله دو قطبی است به طوری که نمودار قطبی این آنتن دارای خاصیت جهت داری بیشتری است. آنتن پارازیتی معمولاً "یک میله منعکس‌کننده و چندین هدایت کننده دارد. نمای گسترده آن را در شکل ۱۸ - ۵ (الف) مشاهده می‌کنید. نمودار قطبی این نوع آنتن در شکل ۱۸ - ۵ (ب) نشان داده شده و می‌توان آن را با نمودار شکل ۱۸ - ۴ مقایسه کرد. دیده می‌شود که این آنتن در جهت پشت دارای واکنش اندکی است. قسمتهای کوچک نمودار گاهی به دلیل انتقال سیگنالهایی که خارج از پرتو اصلی است، تولید اشکال می‌کنند. بهره‌ای که آنتن پارازیتی به تعداد میله‌های هدایت کننده بستگی دارد، اما قانون بازده نزولی تعداد آنها را هنگامی



که  $G$  تقریباً  $12$  می باشد به حداکثر  $5$  عدد محدود می کند. پهنای پرتو آن نیز  $90$  درجه است. این آنتن نیز به تنهایی در نجوم رادیویی کاربردی ندارد.



شکل ۱۸ - ۵ آنتن پارازیتی یا یاگی<sup>۱</sup> و نمودار قطبی آن

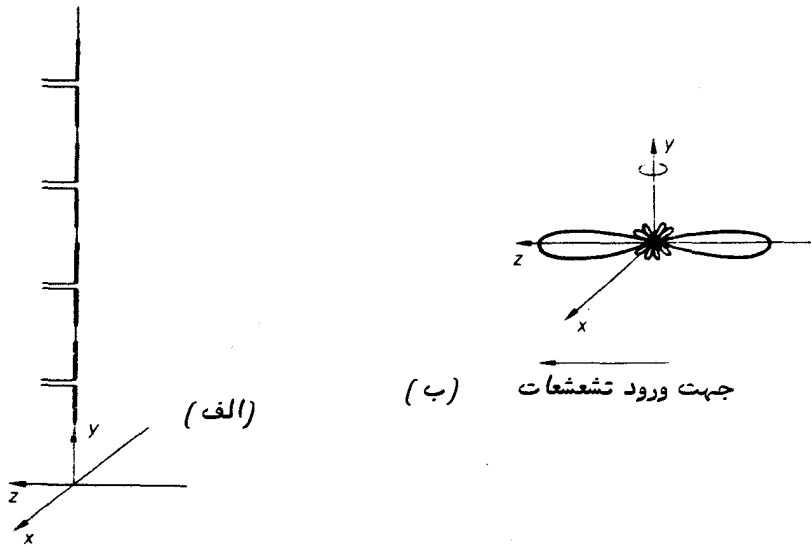
### ۱۸ - ۳ - ۳ آنتن ردیفی

از طریق اتصال چندین آنتن در یک ردیف، بهره<sup>۱</sup> توان مطلق زیادی می توان به دست آورد که مقدار آنها برای مقاصد نجوم رادیویی کافی است. دو شکل اساسی، ردیف وجود دارد، ردیف هم خط و ردیف مستطیلی.

در آنتن ردیفی همخط، آن طور که از نام آن بر می آید، میله های دو قطبی در یک خط قرار دارند و طوری به یکدیگر متصل شده اند که نتیجه<sup>۱</sup> به دست آمده از تک تک آنها به صورت همغاز به گیرنده می رسد. یک آنتن ردیفی همخط چهار عنصری و نمودار قطبی آن که بر صفحه  $yz$  ترسیم شده در شکل ۱۸ - ۶ ارائه کرده ایم.

برای این که یک نمودار قطبی سه بعدی تشکیل دهیم، طرحی را که در شکل ۱۸ - ۶ (ب) نشان داده ایم باید حول محور ردیف آنتنها (که محور  $y$  می باشد) دوران دهیم.

در آنتن ردیفی نوع مستطیل، میله های دو قطبی به شکلی که در شکل ۱۸ - ۷ نشان داده شده وضعیت موازی دارند. فاصله هر میله<sup>۱</sup> دو قطبی با دیگری برابر نصف طول موج

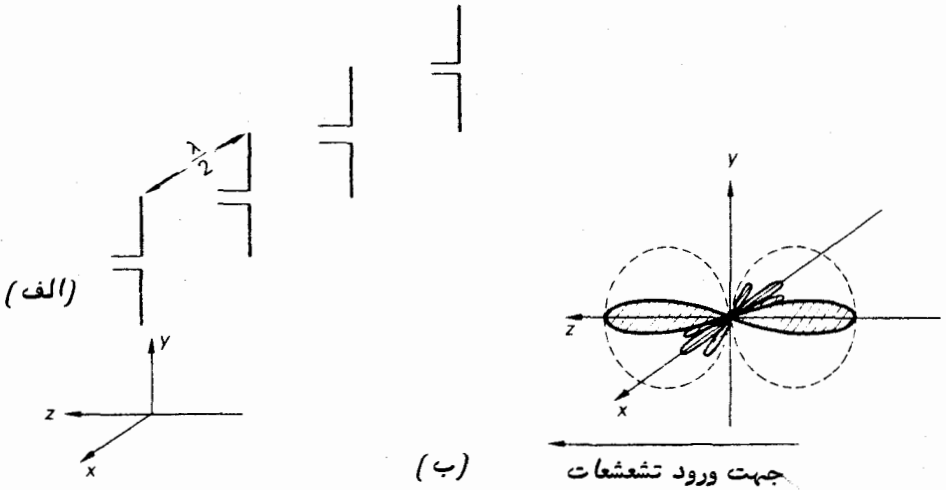


شکل ۱۸-۶ یک آنتن ردیفی چهار عنصری همخط و نمودار قطبی آن. (محورهای آنتنها نسبت به محور  $y$  همخط است).

است. این میله‌ها نیز طوری به یکدیگر متصل شده‌اند که حاصل آنها به صورت هم‌فاز به‌گیرنده می‌رسند. نمودار قطبی شکل ۱۸-۷ (ب) نموداری است که در صفحه  $xz$  تشکیل می‌شود و نمودار قطبی صفحه  $yz$  با نمودار یک آنتن منفرد نیم یکسان است.

با ترکیب آنتنهای ردیفی همخط و ردیفی مستطیلی، خاصیت جهت‌داری آنتن ردیفی دوبعدی در دو جهت  $x$  و  $y$  کاهش می‌یابد و باعث می‌گردد قسمت‌های اصلی و باریک موجود در دو سوی محور  $z$  باقی بماند. یکی از این قسمت‌ها را می‌توان با استفاده از یک منعکس‌کننده تورسیمی که در صفحه‌ای موازی با آنتن ردیفی دوبعدی و در فاصله‌ای مناسب از آن نصب می‌شود، حذف کرد. آنتن ردیفی که دارای ۶۴ آنتن نیم موج است تولید پهنای پرتوی برابر ۱۴ درجه می‌کند. بهره توان مطلق برابر است با تعداد میله‌های دو قطبی موجود در آنتن ردیفی ضرب عدد  $1/64 \times 2$  (ضریب ۲ با به کار بردن منعکس‌کننده پشت آنتن سه دست می‌آید)، و در این مورد بهره توان مطلق آنتن ردیفی برابر ۲۱۰ می‌باشد.

پس از نصب کل سیستم بر روی یک سکوی قابل تنظیم، آنتن مذکور را که نسبت به جهت دارای حساسیت شدیدی است می‌توان به سوی هر منبع موجود در کره سماوی نشانرفت. این سیستم یک نمونه تلسکوپ رادیویی محسوب می‌شود.



شکل ۱۸ -  $\gamma$  یک آنتن ردیفی مستطیلی چهار عنصری و نمودار قطبی آن. (آنتنها با محور  $\gamma$  موازی هستند و در صفحه‌های موازی صفحه  $xy$  قرار دارند).

آنتنهای حساسی همچون آنتنهای فوق را می‌توان با استفاده از آنتنهای پارازیتی طرح کرد. بهره‌ء توان مطلق را مجدداً می‌توان با ضرب کردن بهره‌ء توان مطلق یک آنتن منفرد در تعداد آنتنهای موجود در ردیف به دست آورد.

### ۱۸ - ۴ آنتنهای بشقابی سهمی شکل

آنتنهای جهت دار مانند آنتن پارازیتی و آنتن ردیفی دو بعدی همگی این عیب را دارند که طول موجی را که می‌توانند ارسال کنند نسبت به اندازه آنتنهای دو قطبی نیم موج ثابت است. سیستم مجهزتری وجود دارد که در آن یک بشقاب بزرگ سهمی شکل به عنوان جمع‌کننده به کار رفته و تشعشعات جمع‌آوری شده را در یک کانون متمرکز می‌کند. در این کانون یک میلهء دو قطبی یا یک جمع‌کنندهء برق مانند به همراه یک سیستم هدایت موج نصب شده است. بر اساس طول موجهایی که باید بررسی گردند، گستره‌ای از میله‌های دو قطبی و برق مانند در اختیار است. برای به دست آوردن تفکیک زاویه‌ای نسبتاً کم قطر بشقاب جمع‌کننده باید حداقل چندین طول موج باشد. با به کار بردن فرمول تفکیک تلسکوپهای نوری (معادله  $(16 - \gamma)$ ) بسادگی دیده می‌شود که برای تفکیک یک زاویه  $\gamma$  درجه‌ای، نسبت قطر بشقاب به طول موج رصد باید حداقل ۱۰ به یک باشد. برای تفکیک زاویه‌ای بیشتر در همان

طول موج به سطح جمع‌کنندگی بزرگتری احتیاج است و به همین دلیل است که قطر بشقاب تلسکوپهای رادیویی از چند متر تا چند صد متر متغیر می‌باشد. بزرگترین آنتن بشقابی سهمی شکل دنیا که قابل هدایت است در کوههای ایفل<sup>۱</sup> آلمان قرار دارد و قطری برابر ۱۰۰ متر دارد و تلسکوپ رادیویی غیر قابل هدایتی که در آرسیبو<sup>۲</sup>، پورتوریکو نصب شده دارای قطری حدود ۳۰۰ متر است.

یک جمع‌کننده بشقابی متداول نسبت کانونی کوچکی دارد و این سبب می‌شود فاصله آنتن گیرنده بالای بشقاب تا آن زیاد نشود و سطح منعکس‌کننده‌ای که تشعشعات رادیویی را جمع‌آوری می‌کند همچون حفاظی در مقابل سیگنالها و پارازیت‌های محلی باشد. ضرورتی ندارد که سطح منعکس‌کننده را با صفحات فلزی بپوشانند بلکه می‌توان آن را باتورهای سیمی پوشاند. اندازه سوراخهای توری پایینترین حد طول موجی را که به طور مؤثر بتوان مشاهده کرد، تعیین می‌کند. کناره‌های آنتن بشقابی سهمی شکل را نیز باید با دقتی حدود یک هشتم کوتاهترین طول موجی که قرار است مشاهده شود، ساخت تا تلسکوپ هیچ تفکیک زاویه‌ای پتانسیلی را از دست ندهد.

بهره توان مطلق یک آنتن بشقابی تلسکوپ رادیویی با قرار دادن مقدار دهانه هندسی آن در معادله (۱۸ - ۳) به دست می‌آید. این مقدار تقریباً " با مقدار یک آنتن ردیفی دو بعدی که همان مساحت را در بر می‌گیرد برابر است. اگر بهره توان مطلق بر حسب قطر بشقاب باشد، این مقدار از رابطه زیر به دست خواهد آمد:

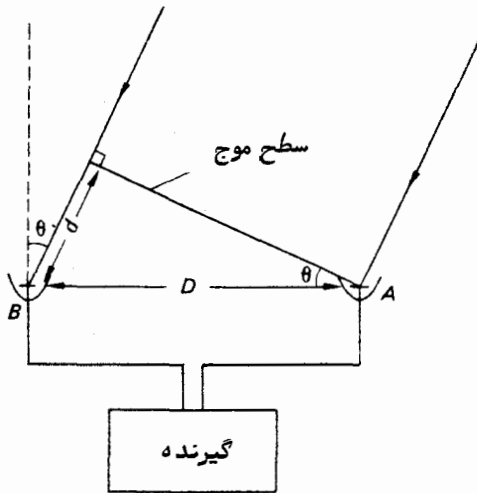
$$G = \frac{\pi^2 D^2}{\lambda^2} \quad (5-18)$$

بدین ترتیب، اگر یک آنتن بشقابی ۱۰ متری برای طول موج ۱ متری به کار می‌رود، بهره توان مطلق آن به ۱۰<sup>۳</sup> نزدیک خواهد بود.

## ۱۸ - ۵ تداخل سنجها

با به کار بردن فنون تداخل سنجی، مشابه آنهایی که در موارد نوری به کار می‌رفت، می‌توان مقادیر تفکیک زاویه‌ای بیشتری نسبت به آنچه که از تلسکوپهای دارای آنتنهای ردیفی دو بعدی و یا آنتنهای بشقابی منعکس‌کننده به دست می‌آید، ارائه کرد. ساده‌ترین نمونه تداخل سنج رادیویی شامل دو عدد آنتن است که متوجه جهت یکسانی هستند ولی به نسبت طول موج رادیویی که مورد استفاده قرار می‌دهند فاصله زیادی از هم دارند. این سیستم

معادل آزمایش تداخل سنجی دو پرتوی یانگ در موارد نوری است. حالت رادیویی این نوع تداخل سنج در شکل ۱۸ - ۸ نشان داده شده که در آن تشعشعات ورودی به شکل یک پرتو موازی که نسبت به جهت طبیعی آنتنها زاویه‌ای  $\theta$ ، تشکیل می‌دهد به دستگاه وارد می‌شود.



شکل ۱۸ - ۸ یک تداخل سنج رادیویی دوپرتوی

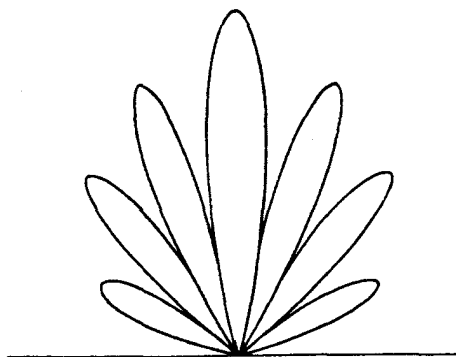
سطح موجی را که به آنتن  $A$  می‌رسد در نظر بگیرید. این سطح موج برای این که به آنتن  $B$  برسد باید فاصله بیشتری مثلا  $d$ ، را بپیماید. بدین ترتیب، فاز این موج رادیویی در لحظه رسیدن به  $B$  عقبتر از فاز آن در نقطه  $A$  است. اگر سیگنالهای دو آنتن درگیرنده بایکدیگر ترکیب شود، این سیگنالها بر اساس فاز نسبیشان با هم تداخل می‌کنند. اگر فاصله  $d$  طوری باشد که معادل یک طول موج کامل باشد، سیگنالهای آنتن دقیقا "همفاز" بوده و موجب تقویت یکدیگر می‌شوند که آن را تداخل سازنده می‌گویند. این حالت توسط گیرنده رادیویی ارسال می‌شود. طبق شکل ۱۸ - ۸ داریم:

$$\frac{d}{D} = \sin \theta$$

که  $D$  جدایی یا فاصله بین دو آنتن است. برای تداخل سازنده،  $\frac{d}{n\lambda}$  است (یعنی یک سری طول موج) و بنابراین داریم:

$$\sin \theta = \frac{n\lambda}{D} \quad (۶ - ۱۸)$$

بدین ترتیب اگر یک جسم رادیویی از آسمان بالای یک دستگاه تداخل سنج بگذرد، هر بار که شرایط فوق به ازای مقادیر گوناگونی از  $n$  به وجود می‌آید خروجی زیادی در دستگاه ثبت می‌شود. وقتی که فاز بین آنتن‌ها رقم فردی از طول موجها باشد، سیگنال آنتن نسبت به سطح زمینه آن کاهش می‌یابد که آن را تداخل ویرانگر می‌نامند. بدین طریق موضع جسم را می‌توان بدقت تعیین کرد. نمودار قطبی یک تداخل سنج ساده دو پرتوی را در شکل ۱۸ - ۹ ملاحظه می‌کنید اگر دو جسم یا بیشتر در یک زمان از پرتوهای قسمتهای مختلف بگذرد در تقسیر خروجی تداخل سنج رادیویی ابهاماتی پیش خواهد آمد، ولی معمولاً "در نظر گرفتن این شرایط دشوار نیست."

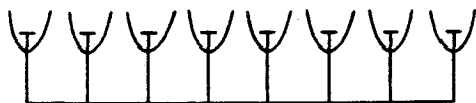


شکل ۱۸ - ۹ نمودار قطبی یک تداخل سنج رادیویی دو پرتوی

اصولاً "دقت اندازه‌گیری مختصات یک منبع با افزایش فاصله بین آنتن‌ها یا خط مبنا زیادتر می‌شود. با ابداع روشهای ثبت دقیق زمان، در حال حاضر می‌توان خطوط مبنای بسیار طولانی را با روشی مبتکرانه به کار برد. دو تلسکوپ رادیویی واقع در دو ایستگاه مختلف را متوجه جهت یکسانی می‌کنند و با گذشتن آسمان از بالای دهانه تلسکوپها سیگنالهای مجزای آنها را به همراه ثبت دقیق زمان بر روی نوار مغناطیسی ویدئو ضبط می‌کنند. پس از آن در زمانی مناسب، در حالی که زمانهای ثبت شده را دقیقاً "با یکدیگر تطبیق می‌کنند، سیگنالهای ضبط شده را در کنار هم قرار می‌دهند و الگوی تداخل آنها پدید می‌آید. این الگو معادل همان الگویی است که اگر سیگنالها را در زمان حقیقی رصد با یکدیگر تلفیق می‌کردند، به دست می‌آمد."

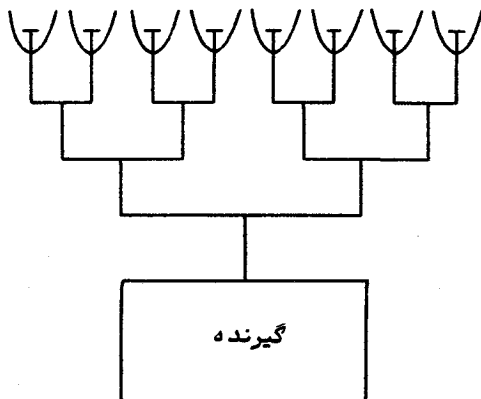
مشکلات تشخیص منبع که به دلیل قسمتهای ثانوی قوی تداخل سنج دو پرتوی است با

به کار بردن تداخل سنجهای چند عنصری تا حد زیادی رفع می‌شود. به طور معمول یکی از دوروشی‌را به کار می‌برند که طی آن برای این که الگوی تداخل به وجود آید سیگنالهای آنتن‌ها را به هم متصل می‌کنند. در آنتنهای ردیفی همخط، هر سیگنال در داخل خط مجزایی جریان دارد که وسط آن به گیرنده متصل است (شکل ۱۸ - ۱۰ الف) را ملاحظه کنید). در تداخل سنج کریستیانسن<sup>۱</sup>، سیگنالها به طور تصاعدی و جفت جفت به هم اضافه می‌شوند به طوری که طول کل بین هر آنتن و گیرنده یکسان است. این تداخل سنج در شکل ۱۸-۱۰ ب) ترسیم شده است. سیستم همخط دارای تلف انرژی کمتری نسبت به تداخل سنج کریستیانسن می‌باشد ولی سیستم اخیر این مزیت را دارد که می‌تواند با باند وسیعتری از سامدها عمل کند. سیستم اصلی کریستیانسن که برای رصد سطوحی از خورشید با طول موج تقریباً ۲۰۰ میلی‌متری به کار می‌رود شامل ۳۲ عدد جمع کننده<sup>۲</sup> سهمی شکل قابل هدایت است که هر یک از آنها دارای قطری برابر ۲ متر می‌باشد و در امتداد خطی به طول ۲۱۷ متر و در جهت مشرق به مغرب به طور مساوی نصب شده است. تفکیک زاویه‌ای این سیستم دارای مرتبه ۳ دقیقه<sup>۳</sup> قوسی است.



گیرنده

(الف)



گیرنده

(ب)

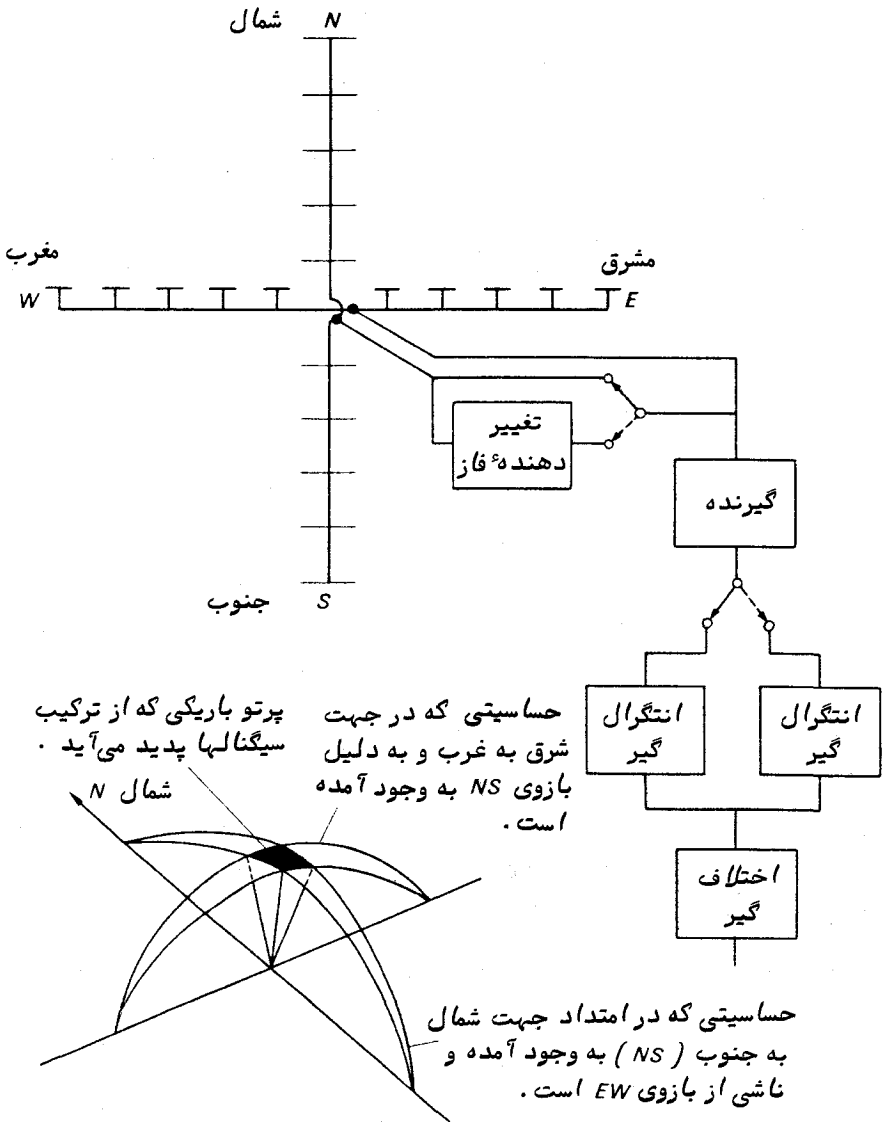
شکل ۱۸ - ۱۰ یک تداخل سنج هشت عنصری به صورت (الف): ردیف همخط و (ب)

سیستم کریستیانسن

علی رغم تداخل سنجهای فوق که دارای توانایی تفکیک زاویه‌ای زیادی هستند، این تداخل سنجها توانایی مذکور را تنها در صفحه‌ای که خط‌آنتنها در آن قرار دارد، دارند. تفکیک این آنتنها در صفحه‌ای که نسبت به خط‌آنها زاویه‌های قائمه تشکیل می‌دهند خیلی اندک و ضعیف است و در نتیجه، باز هم ابهاماتی در تشخیص منابع ممکن است وجود داشته باشد. با ترکیب دوتداخل سنج با زاویه قائمه و به کار بردن فنون تغییر فاز الکترونیکی و نقل و انتقالات، نمودار قطبی را می‌توان به حدی کاهش داد که یک پرتو باریک منفرد به دست آید. این نوع تداخل سنج رادیویی را به نام صلیب میلز<sup>۱</sup> می‌شناسند. قاعده کلی این تداخل سنج و امتیاز خاصیت جهت داری آن را در شکل ۱۸ - ۱۱ ملاحظه می‌کنید.

سیگنال از یک بازوی صلیب، به طور مستقیم به گیرنده وارد می‌شود، در حالی که سیگنال بازوی دوم قبل از ورود به گیرنده از تغییر دهنده فاز و یک کلید عبور می‌کند. در این دستگاه، سیگنال مورد نظر به طور متناوب با سیگنالی که از بازوی اول تداخل سنج می‌آید، همفاز و ناهمفاز می‌شود. هنگامی که سیگنالها همفاز هستند، نمودار قطبی تداخل سنج معادل نمودار بازوهای منفرد است فقط در جایی که آنها یکدیگر را قطع کرده‌اند افزایشی بچشم می‌خورد. هنگامی که سیگنالها خارج از فاز هستند، نمودار مذکور معادل نمودارهای بازوهای منفرد است با این تفاوت که در محلی که آنها یکدیگر را تلاقی می‌کنند هیچ سیگنالی وارد نمی‌شود. با قرار دادن کلیدی بر روی مدار خروجی گیرنده که با کلید تغییر دهنده فاز به طور همزمان کار می‌کند، سیگنال خروجی بین دو سطح نوسان خواهد کرد. تفریق کردن سطح یک سیگنال از دیگری باعث به وجود آمدن سیگنالی می‌شود که معادل انرژی است که به قسمت باریک تداخل سنج، جایی که نمودارهای قطبی بازوهای منفرد یکدیگر را قطع می‌کنند، وارد می‌شود. تداخل سنجی که بر اساس صلیب میلز در حوالی سیدنی، استرالیا ساخته شد برای طول موج ۳/۷ متر طراحی شده و در هر بازوی آن که به صورت ردیفی همخط نصب شده بود ۲۵۰ آنتن قرار داشت. وظیفه مهم تداخل سنج صلیب میلز ایجاد تفکیک زاویه‌ای زیادی برای تلسکوپ است و این کار با هزینه نسبتاً اندکی صورت می‌گیرد. تفکیک به دست آمده از این تداخل سنج با تفکیک بشقاب سهمویی که قطر آن متناسب طول بازوهای صلیب است، برابر می‌باشد. البته، توانایی جمع‌آوری این تداخل سنج با توانایی یک بشقاب مشابه، یکسان نیست و همچنین نسبت به ضابط طول موج و مساحت‌های مختلف آسمان کارایی چندانی ندارد. با استفاده از روشی به نام ترکیب و اختلاط دهانه، مشکل دستیابی به تفکیک زاویه‌ای زیادتر را حل کرده‌اند. در این روش به دو تلسکوپ رادیویی احتیاج است که یکی در یکجا





شکل ۱۸ - ۱۱) یک تداخل سنج صلیب میلز و نمودار قطبی آن

ثابت و دیگری متحرک است. آنتن ثابت رصدخانه مولارد، در کمبریج انگلستان یک تداخل سنج چند عنصری است که در امتداد خط مشرق به مغرب قرار دارد و تلسکوپ دیگری دهانه کوچک است که در امتداد خط شمال به جنوب می تواند مستقر شود .

پس از تنظیم تداخل سنج و تلسکوپ دوم به ازای مقدار میل معین، چندین بار عمل ثبت انجام می‌شود. فاصله بین تداخل سنج و تلسکوپ متحرک را هر بیست و چهار ساعت تنظیم می‌کنند. از بررسی و تجزیه یک سری کامل موارد ثبت شده می‌توان مشاهداتی را با کامپیوتر ترکیب کرد که این مشاهدات معادل آنهایی است که از یک صلیب میلز مشابه به دست می‌آید و اندازه آن با بازوی تداخل سنج و طول مسیری که تلسکوپ دوم بر روی آن حرکت می‌کند، برابر است. بدین ترتیب تفکیک زاویه‌های بیشتری از این روش به دست می‌آید. این روش نسبت به صلیب میلز این برتری را دارد که میل رصد را می‌توان بسرعت و راحتی تغییر داد. با تغییر تصاعدی میل، تمام آسمان را می‌توان با بسامد معینی نقشه‌برداری کرد. در سومین کاتالوگ کمبریج (۳C) نیز که در مورد ۳۲۸ منبع و با بسامد ۱۷۸ مگاهرتز تهیه شده از روش ترکیب و اختلاط دهانه استفاده شده است.

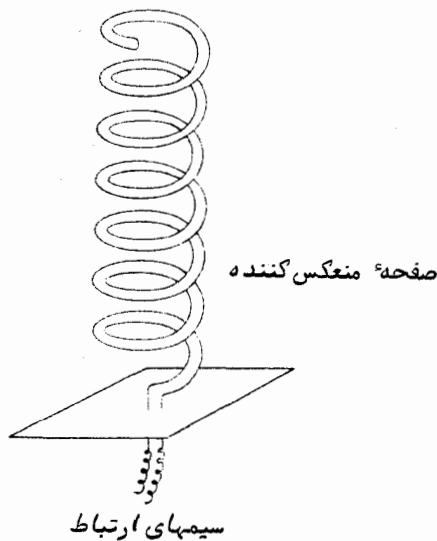
از مشاهده برخی منابع رادیویی در زمان پوشیدگی ماه، مواضع دقیق و اندازه زاویه‌ای آنها به دست می‌آید. هنگام پوشیدگی منبع رادیویی، لبه ماه مانند یک لبه پراکنده‌کننده عمل می‌کند. در خلال پوشیدگی، طرح پراش را براحتی در دهانه تلسکوپ بررسی و مطالعه می‌کنند و از اندازه‌گیری تغییرات قدرت سیگنال در طول زمان، اندازه و موضع منبع را بدقت تعیین می‌کنند. البته این روش تنها در مورد منابعی قابل اجراست که در روی نواری از آسمان قرار دارند که ماه درون آن نوار حرکت می‌کند.

## ۱۸ - ۶ قطبش

آنتن معمولی نیم موج نسبت به قطبش که ممکن است در أمواج رادیویی وجود داشته باشد، حساس است. با تغییر جهت میله دو قطبی در داخل پرتو و ضبط پاسخ گیرنده، میزان قطبش خطی و جهت مرجح نوسانات را می‌توان تعیین کرد. این به دلیل حساسیت آنتن به قطبش است که مقدار بهره توان و سطح مؤثر آن به شکل معینی از قطبش وابسته است (مبحث پیشین را ملاحظه کنید). اگر تلسکوپی در پاسخ به تشعشعات قطبی شده خطی موجود در نوسانات مرجح دارای بهره توان معینی،  $G$ ، باشد، در این صورت توان این سیستم نسبت به تشعشعات غیر قطبی  $\frac{G}{4}$  است، زیرا این آنتن قادر است تنها به نیمی از انرژی تابیده شده به تلسکوپ پاسخ گوید.

قطبش دایره‌ای و بیضوی را می‌توان با تغییر مراحل نسبی اجزای تفکیک شده قبل از آنتن و ثبت هرگونه تغییری که به علت تغییر جهت میله دو قطبی در ثبات پیش می‌آید تشخیص داد. برخی از آنتنهای حلقوی شکل یا مارپیچ هستند و برای گرفتن و آشکار کردن قطبشهای بیضوی و دایره‌ای مناسبند. یک آنتن حلقوی با قطر استوانه‌ای معینی سطح جمع

کنندگی بیشتری نسبت به یک آنتن دو قطبی معمولی با همان ابعاد دارد. به علاوه، آنتن حلقوی کمتر نسبت به بسامدهای معین حساس است و می‌توان از آن در طول موجهای گسترده‌تری استفاده کرد. آنتنهای حلقوی به ویژه برای تشکیل اساس یک آنتن ردیفی دو بعدی مفید هستند زیرا عکس‌العمل متقابل بین عناصر آنتن در این آنتنهای خیلی کمتر از آنتنهای ردیفی دو قطبی است. یک آنتن حلقوی عنصر دار را در شکل ۱۸ - ۱۲ ملاحظه می‌کنید.



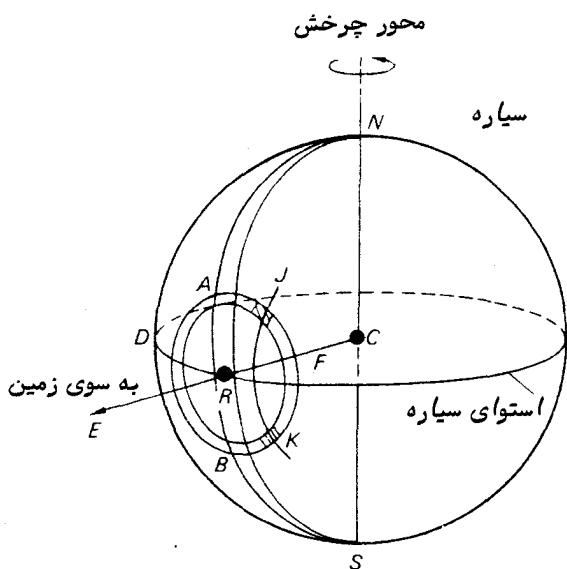
شکل ۱۸ - ۱۲ یک آنتن حلقوی ساده

### ۱۸ - ۷ مشاهده از طریق رادار

گاهی تلسکوپهای رادیویی را علاوه بر دریافت تشعشعات ناشی از منابع نجومی در مطالعات راداری اجرام گوناگون منظومه شمسی نیز به کار می‌برند. تپشهای انرژی رادیویی رابه سوی جسم مذکور فرستاده و پژواکهای ضعیف آن را پس از اندکی تأخیر که به فاصله جسم بستگی دارد، دریافت می‌کنند.

در مطالعات راداری سیارات، مشاهده زمان تأخیر بین ارسال و دریافت تپش رادیویی و هرگونه تغییر مکان دوپلری موجود را در طول موجها که سبب پدید آمدن تپش می‌شود می‌توان در تهیه نقشه راداری سطح سیارات با یکدیگر تلفیق کرد.

در مورد ساده‌ای که در شکل ۱۸ - ۱۳ ترسیم شده ، فرض کرده‌ایم محور چرخش سیاره بر جهت ناظر که مسیر  $CRE$  است و سطح سیاره را در نقطه  $R$  قطع می‌کند ، عمود است . در این صورت ، حلقه  $AFBD$  منطقه‌ای بر روی سطح سیاره را تعیین می‌کند که در آن تأخیر زمانی معینی وجود دارد ، زیرا در این منطقه ، فاصله سطح سیاره از ناظر یکسان می‌باشد . اگر سیاره مذکور نیز حول محورش بچرخد ، تپش منعکس شده از خود تغییر دوپلری بروز می‌دهد . مجدداً بر روی سطح سیاره مناطقی وجود دارد که مقادیر معینی تغییر دوپلری پدید می‌آورند . برای مثال ، منطقه  $NARBS$  به طور وضوح منطقه‌ای را تعیین می‌کند که از ناظر نه‌دور می‌شود و نه نزدیک و بنابراین هیچ تغییر مکان دوپلری پدید نمی‌آورد . البته سطوح  $J$  و  $K$  بر روی منطقه‌ای قرار دارد که تمام نقاط آن تغییر مکان دوپلری مثبت و یکسانی به وجود می‌آورند .



شکل ۱۸ - ۱۳ تهیه نقشه راداری به وسیله سنجش زمان پژواک و گسترش طول موج

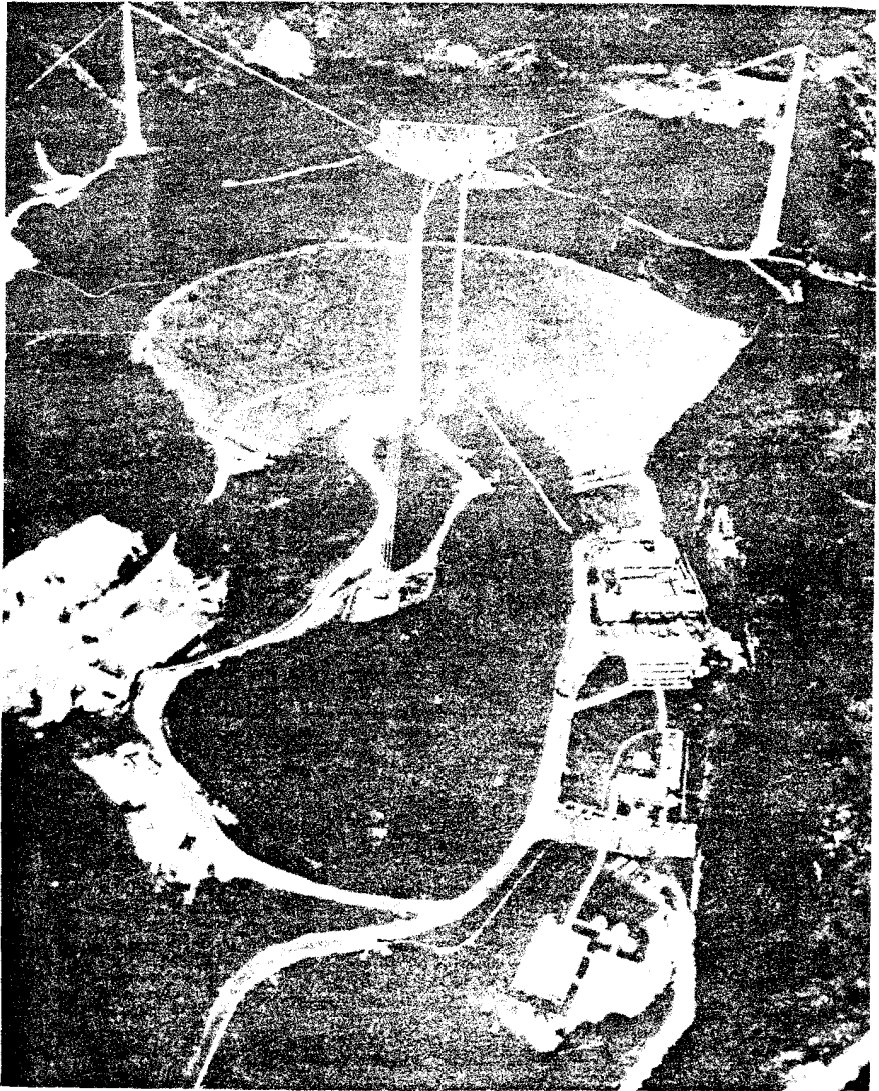
یک تپش رادیویی

گرچه مورد حقیقی خیلی پیچیده‌تر از مورد ساده‌ای است که در نمودار فوق ترسیم شده ولی می‌توان دید که با بررسی دقیق تپش منعکس شده و انتخاب تأخیرهای زمانی معین و تغییرات مکانی دوپلری ، نقاط قابل تشخیص بر روی سطح سیاره‌رامی توان برگزید و بدین طریق مبنای یک نقشه راداری تشکیل می‌شود .



شکل ۱۸ - ۱۴ تلسکوپ رادیویی قابل هدایت ۲۱۰ فوتی (۶۴ متری) واقع در پارکز، استرالیا (با کسب اجازه از انجمن سلطنتی ستاره‌شناسی).

در پایان فصل، جمله‌ای کوتاه هم دربارهٔ نجوم رادیویی در زمینهٔ سفاین فضایی داشته باشیم. بدون استفاده از گیرنده‌های رادیویی عظیم در گرفتن سیگنالهای ضعیف اطلاعاتی یا اخذ تصاویری که از سفاین بین سیاره‌ای ارسال می‌شود، فرستادن این سفاین به فضای خارج از منظومهٔ شمسی کاری بی‌فایده خواهد بود.



شکل ۱۸-۱۵ تلسکوپ رادیویی و راداری ۱۰۰۰ فوتی (۳۰۵ متری) دانشگاه کرنل<sup>۱</sup> در شهر آرسیبو، پورتو ریکو (با کسب اجازه از انجمن سلطنتی ستاره‌شناسی).

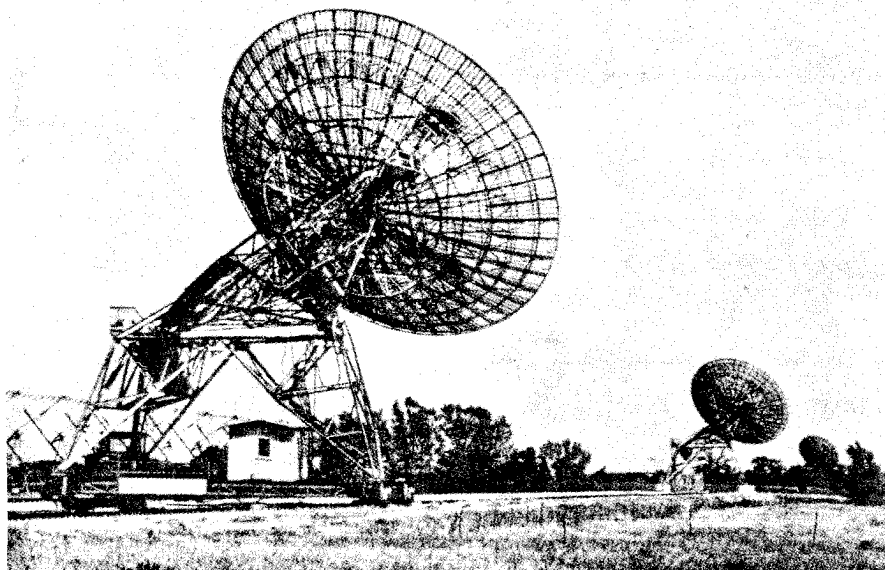
جدول ۱۸ - ۱ برخی از رصدخانه‌های بزرگ رادیویی

نام	نشان	تجهیزات اساسی
رصدخانه آرسیبو	پورتوریکو	بشقاب کروی ثابت به قطر ۳۰۵ متر (۱۰۰۰ فوت)
رصدخانه استاکرت <sup>۱</sup> وابسته به دانشگاه بن	اشویلر، آلمان	بشقاب سهموی قابل هدایت ۱۰۰ متری (۳۳۰ فوت)
رصدخانه رادیویی نوفیلد <sup>۲</sup> (دانشگاه منچستر)	جدرل بانک، انگلستان	بشقاب قابل هدایت ۷۶ متری (۲۵۰ فوت)
لبراتور رادیوفیزیک CSIRO	پارکز، استرالیا	تداخل سنج صلیبی ۱/۶ کیلومتر (۱ مایل) و بشقاب قابل هدایت ۶۴ متری (۲۱۰ فوت)
رصدخانه نجوم رادیویی مولارد <sup>۳</sup>	کمبریج، انگلستان	تداخل سنج سه عنصری ۱/۶ کیلومتری (۱ مایل)
رصدخانه ملی نجوم رادیویی	گرین بانک، ویرجینیای غربی، ایالات متحده آمریکا	بشقاب قابل هدایت ۴۳ متری (۱۴۰ فوت) و تداخل سنج سه عنصری با خط مبنای ۱/۶ کیلومتر (۱ مایل) و تلسکوپ بازتابی نصف النهاری ۹۱ متری (۳۰۰ فوت)
رصدخانه رادیویی شهرنانشی (رصدخانه پاریس)	نانشی، فرانسه	تلسکوپ ردیفی نصف النهاری ۳۰۵ متری (۱۰۰۰ فوت) که تا حدی قابل هدایت است.

1- Stockert

2- Nuffield

3- Mullard



شکل ۱۸ - ۱۶ تلسکوپ رادیویی ۱/۶ کیلومتری (۱ مایل) در رصدخانه نجوم رادیویی  
مولارد، کمبریج.



## طرق نصب تلسکوپها

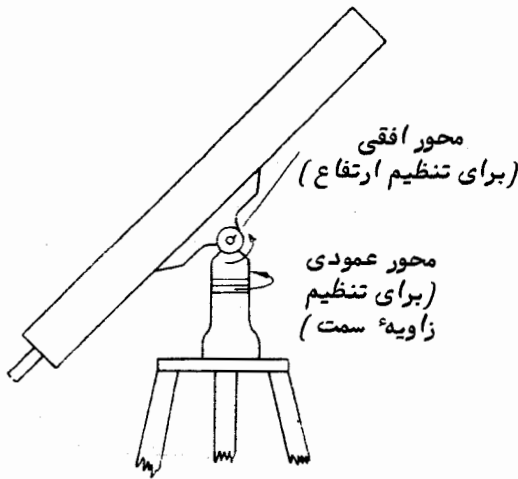
### ۱۹ - ۱ تلسکوپهای نوری

برای این که بتوان هر تلسکوپی را به جهات معینی از آسمان نشانه رفت، لازم است قسمت جمع کننده آن را بر روی سکویی قرار داد تا بتواند حول دو محور بچرخد. در یک تلسکوپ شکستی، عدسی شیئی را درون لوله‌ای قرار می‌دهند که به سکوی مذکور متصل است. در یک تلسکوپ عظیم بازتابی عدسیها معمولاً داخل یک چارچوب لوله‌ای باز قرار دارند تا وزن کل سیستم کاهش یابد. البته، چارچوب باز مذکور نسبت به جریانهای هوایی بسیار حساس است و به همین دلیل در کارآیی نوری تلسکوپ خللی پدید می‌آورد. می‌توان برای عدم ورود نور زاید آسمان به درون سیستم چارچوب باز از دیواره‌هایی استفاده کرد. به علاوه این امر اهمیت دارد که چارچوب یا لوله مذکور هنگام چرخش سکو و قرار گرفتن آن در جهات مختلف عاری از خمیدگی یا انحنای باشد.

ساده‌ترین طرح نصب یک تلسکوپ متضمن حرکت حول دو محور افقی و عمودی است که به طریقه نصب سمت - ارتفاعی مشهور است (قسمت ۷-۲ را ملاحظه کنید). با چرخش تلسکوپ حول محور عمودی مقدار زاویه سمت آن و با چرخش حول محور افقی، ارتفاع تلسکوپ تنظیم می‌شود. نمونه ساده شده نصب سمت - ارتفاعی یک تلسکوپ را در شکل ۱۹ - ۱ ملاحظه می‌کنید.

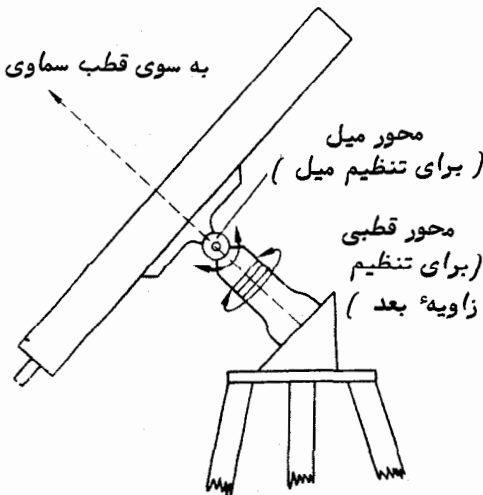
این سیستم برای مقاصد نجومی مناسب نیست زیرا اگر قرار باشد در طول شب جسمی را ردیابی کنیم، تلسکوپ باید به طور همزمان حول دو محور خود بچرخد و علاوه بر این، میزان حرکت در تمام شب تغییر می‌کند و این تغییر به موضع جسم مذکور بر روی کره سماوی بستگی دارد.

با تغییر جهت قسمتی که یا تاقانهای دو محور در آن قرار دارد و نصب آن به نحوی که یکی از محورها با جهت قطب چرخش زمین موازی گردد، نمونه مناسبتری برای نصب تلسکوپ



شکل ۱۹ - ۱ نحوه نصب یک تلسکوپ به طریقه سمت - ارتفاعی

پدید می‌آید. این سیستم به نام طریقه نصب استوایی مرسوم است و ویژگیهای اصلی آن در شکل ۱۹ - ۲ نشان داده شده است. محوری که با جهت قطب زمین موازی است محور قطبی و محور دیگر که نسبت به محور قطبی عمود است محور میل نامیده می‌شود. چرخشهای زاویه‌ای مورد نیاز حول دو محور فوق به هنگام نشانه روی تلسکوپ به هر نقطه معینی از آسمان به طور مستقیم به مختصات استوایی آن نقطه بستگی دارد (قسمت ۷-۳ را ملاحظه کنید).



شکل ۱۹ - ۲ نصب تلسکوپ

به طریقه استوایی

بررسی دقیق نحوه نصب استوایی هر تلسکوپ نشان می دهد که محور قطبی به جهتی که با اندازه میل  $90^{\circ} \pm$  تعیین می شود ، نشانه روی می کند . چرخش حول محور قطبی دایره ای ترسیم می کند که میل آن بر روی کره سماوی ثابت است و چرخش حول محور میل دایره ای با زاویه بعد ثابت پدید می آورد . تعبیه کردن دایره های مدرج برای محورها امری متداول است و در تلسکوپ های بزرگتر این تنظیمات بر روی میز فرمان نیز نمایان می گردد . با به کار بردن این دایره های تنظیم و احتمالاً "با کنترل دقیق از پشت میز فرمان می توان تلسکوپ را به ازای زاویه ساعتی صحیح - اگر زاویه بعد و زمان نجومی محلی را داشته باشیم - و یا به ازای میل صحیح به سوی نقطه معینی از کره سماوی نشانه رویم . تنظیمات اولیه را گاهی به وسیله موتورهای چرخشی پر سرعت انجام می دهند و تنظیم نهایی را توسط موتورهای راهنما صورت می دهند . موتورهای چرخشی پر سرعت باعث می شود تلسکوپ با سرعت بیشتری از یک جسم متوجه جسم دیگر شود .

پس از آن که تلسکوپی که بر اساس طریقه استوایی نصب شده به نقطه معینی در روی کره سماوی نشانه روی گردید ، نقطه مذکور را می توان با چرخش تلسکوپ به میزان یکنواختی نسبت به سرعت چرخش زمین ، البته در جهت عکس آن ، حول محور قطبی ردیابی یا دنبال کرد ، هرگونه خطا در مراحل ردیابی مانند خطاهایی که به دلیل انحنای تلسکوپ یا اثرات شکست جوی پدید می آید ، با به کار بردن موتورهای راهنمای کمکی که با کلید فشاری کار می کنند جبران می شود . در برخی از سیستم های پیچیده ، عمل ردیابی توسط دستگاه حساس نسبت به محل تصویر صورت می گیرد که در آن یک سرومکانیسم تعبیه شده که با سیگنال های خطا به طور خودکار موتورهای راهنما را به کار می اندازد .

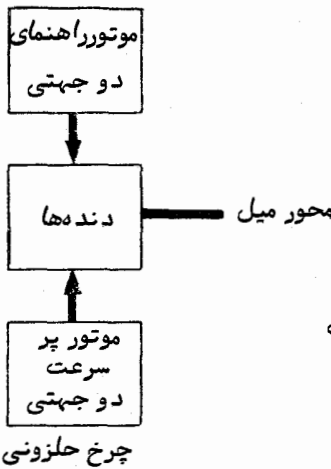
وظیفه به حرکت در آوردن یک تلسکوپ را یک موتور الکتریکی سنکرون به عهده دارد که حرکت آن از طریق یک رشته دنده به یک پیچ حلزونی و یک چرخ بزرگ منتقل می شود . با نگاه اجمالی به میزان دقت مورد نیاز سیستم حرکت ، ضرورت به کار بردن وسایل الکترونیکی کاملاً حس می شود .

تصور کنید در یک رصد ، ردیابی تصویر یک جسم سماوی با تفکیک تلسکوپ تطابق دارد . توان تفکیک یک تلسکوپ خوب در حدود  $1/10$  ثانیه قوسی است که این رقم معادل حرکت آسمان در خلال  $\frac{1}{15}$  ثانیه زمانی می باشد . اگر زمان رصد یک ساعت به طول انجامد میزان دقت ردیابی تا رقم زیر صحیح خواهد بود :

$$\begin{aligned} \text{۱ قسمت در } \frac{60 \times 60 \times 15}{1} &= \frac{60}{15} \times \frac{0.1}{1} \text{ قسمت در } 60 \\ &= 5 \times 10^5 \text{ قسمت در } \end{aligned}$$

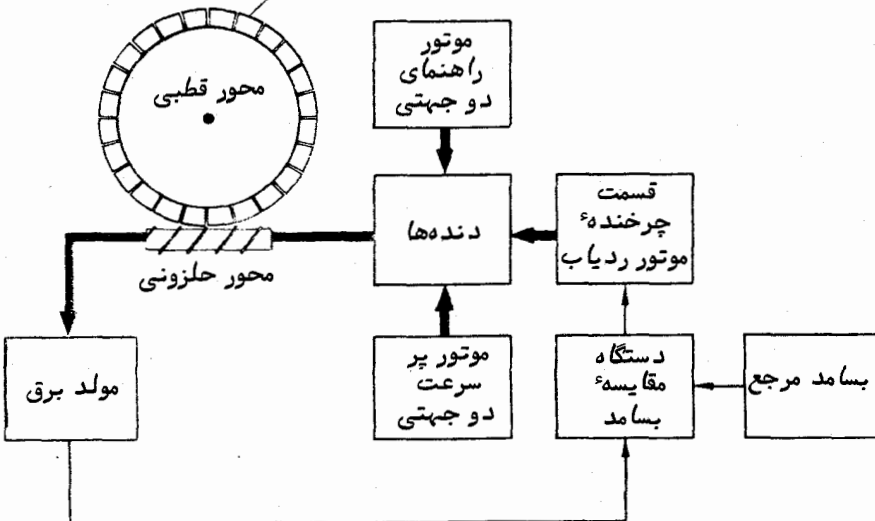
موتور سنکرونی که به طور مستقیم با بسامد شبکه به حرکت در می‌آید ، طبیعتاً "توانایی ایجاد چنین دقت زیادی را ندارد ، زیرا تغییرات موجود در بسامد شبکه معمولاً "خیلی بیشتر از این می‌باشد .

روشهای گوناگونی وجود دارد که برای کنترل سرعت چرخش محور حلزونی موتور تلسکوپ از آن می‌توان استفاده کرد . متداولترین روش ، احتمالاً " روش سرومکانیسم است که در آن سرعت موتور ردیاب ، پیوسته با بسامد ثابت شده معیاری که از یک کریستال کوآرتز پدید می‌آید سنجیده می‌شود . موتورهای راهنما معمولاً " به وسیله دیفرانسیلهای مکانیکی به محور حلزونی متصل می‌شوند . در شکل ۱۹ - ۳ اجزای اصلی یک موتور تلسکوپ و سیستم هدایت آن را ملاحظه می‌کنید .



شکل ۱۹ - ۳ موتور یک تلسکوپ

و سیستم هدایت آن

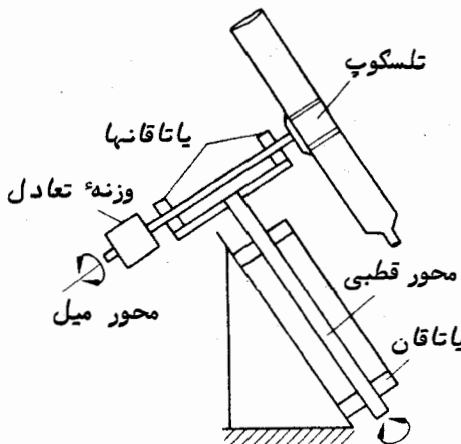


در برخی از سیستمها، اگر، بسامد مرجع را بتوان توسط کلید فشاری به طور آنی به مقداری که بیشتر یا کمتر از مقدار مورد نیاز ردیابی است، تنظیم کرد، در آن صورت به موتورهای راهنما دیگر احتیاجی نخواهد بود. البته این بستگی به حالت تنظیم دارد. در سیستم دیگر، بسامد تثبیت شده را پس از تقسیمات مناسب می توان در راه اندازی یک موتور مرحله ای و گام بگام به طور مستقیم به کار برد. با استفاده از کلید فشاری برای تغییر عامل تقسیم می توان میزان ردیابی را نیز تغییر داد و بدین ترتیب مراحل هدایت تلسکوپ نیز صورت بگیرد.

## ۱۹ - ۲ گونه های مختلف نصب استوایی تلسکوپ

۱۹ - ۲ - ۱ نصب به طریقه آلمانی

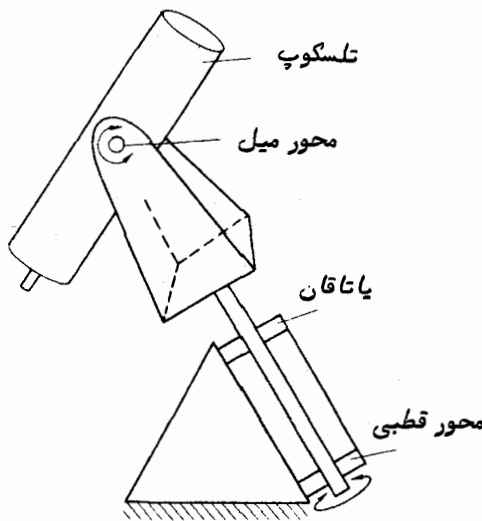
استقرار یک تلسکوپ به روش استوایی را به چند طریقه می توان انجام داد که شاید متداولترین آنها طریقه نصب آلمانی باشد که در شکل ۱۹ - ۴ ملاحظه می کنید. محور میل به شکل میله ای در بالای محور قطبی قرار دارد و تلسکوپ به انتهای محور میل متصل است و برای این که سیستم در تمام زوایای ساعتی تراز باشد یک وزنه تعادل در انتهای دیگر این محور قرار می دهند. گرچه در حالت نصب آلمانی نسبت به سایر طرق فشار بیشتری بریاتاقانها و محورها وارد می شود ولی عملکرد این طریقه در سراسر پهنه آسمان راحت تر است. بسادگی دیده می شود که تلسکوپ را می توان برای رصد هر نقطه در آسمان در یکی از دو موضعی که دارای ۱۸۰ درجه اختلاف زاویه ساعتی هستند تنظیم کرد.



شکل ۱۹ - ۴ نحوه نصب آلمانی یک تلسکوپ

## ۱۹-۲-۲ نصب به طریقه دو شاخه

محور قطبی این طریقه که بنام طریقه نصب دو شاخه‌ای مشهور است، خیلی به محور قطبی سبک آلمانی شبیه است ولی در انتهای آن یک دو شاخه قرار دارد که تلسکوپ می‌تواند درون آن حول محور میل چرخش نماید. این سیستم را در شکل ۱۹-۵ ملاحظه می‌کنید. در این سیستم، میله عرضی سنگین وزن میل و وزنه تعادل سبک آلمانی حذف شده است. البته در طریقه دو شاخه‌ای، دسترسی به صفحه کانونی تلسکوپ هنگامی که به مناطقی حوالی قطب نشانه‌روی شود مشکل خواهد بود و این طریقه برای تلسکوپهای شکستی و کاسگرین معمولی مناسب نمی‌باشد.

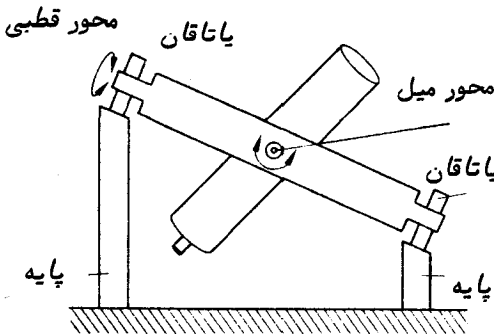


شکل ۱۹-۵ اصول نصب تلسکوپ به طریقه دو شاخه‌ای

## ۱۹-۲-۳ طریقه نصب انگلیسی

در این طریقه تلسکوپ بین یاتاقانهای محور قطبی و محور میل به حالت معلق قرار می‌گیرد و آن را در شکل ۱۹-۵ ملاحظه می‌کنید. تلسکوپ می‌تواند بین چارچوبی که قسمتی از محور قطبی را تشکیل می‌دهد حرکت کند. در این سیستم وزن آویخته شده تنها به وزن خالص تلسکوپ منحصر می‌شود و به همین دلیل در تلسکوپهای عظیم از آن استفاده می‌شود. سیستم مذکور این عیب را دارد که نمی‌توان از آن در رصد مناطقی حوالی قطب استفاده کرد. البته این موضوع برای رصدخانه‌هایی که در عرضهای جغرافیایی کم واقعند، مطرح نیست، در طرح تغییر یافته‌ای از این سیستم، تلسکوپ را خارج از چارچوب محور قطبی و در انتهای محور

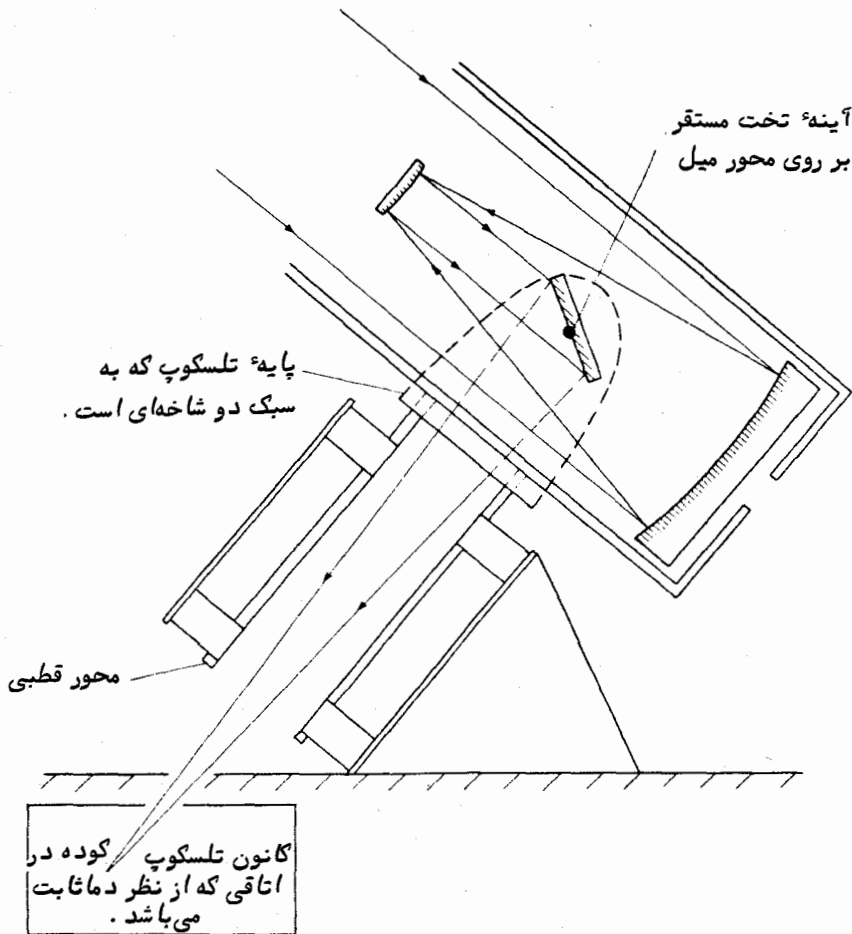
میل قرار می‌دهند تا بتوان رصدهای قطبی را نیز انجام داد ولی در این صورت بایستی یک وزنه تعادلی در انتهای دیگر محور میل نصب کرد .



شکل ۱۹ - ۶ اصول نصب تلسکوپ به طریقه انگلیسی

#### ۱۹-۲-۴ سیستم کوده

در برخی از انواع اندازه‌گیرها، وسایل و تجهیزات تجزیه کننده برای نصب در صفحه کانونی تلسکوپ بسیار سنگین و پر زحمت می‌باشند، مخصوصاً هنگامی که لازم است تلسکوپ را به مواضع متعددی نشانه رویم. یک راه حل برای این موضوع تنظیم کردن سیستم نوری تلسکوپ است به طوری که تصویری در یک موضع ثابت در فضا بدون وابستگی به جهت تلسکوپ ایجاد کند و دستگاههای تجزیه کننده را به گونه‌ای در یک محل ثابت قرار دهیم که انرژی موجود در آن تصویر را اخذ نماید. طریقه نصب استوایی تلسکوپها برای این سیستم نوری مناسب است زیرا در این طریقه پرتوهای نوری همگرا به درون محور قطبی یا امتداد آن سوق داده می‌شوند. این سیستم را به نام تلسکوپ کوده می‌شناسند و نمونه‌ای از آن را در شکل ۱۹-۷ ملاحظه می‌کنید. طرح این تلسکوپ مانند کاسگرین می‌باشد ولی یک آینه تخت اضافی نیز در آن کار گذاشته شده که سطح منعکس کننده آن طوری بر روی محور میل تلسکوپ قرار دارد که نور را و می‌دارد تا در امتداد محور قطبی بگذرد. آینه تخت مذکور با وسایل و ابزارهای مکانیکی بر روی تلسکوپ نصب شده به طوری که به میزان نصف حرکت تلسکوپ حول محور میل چرخش می‌کند. چون بازده مؤثر یک آینه به زاویه تابش نور ورودی بستگی دارد، لذا بازده انتقال سیستم کوده تا حدی به زاویه میل اجسامی که رصد می‌شوند بستگی دارد. یک تلسکوپ کوده دارای نسبت کانونی زیادی است که معمولاً مقدار آن بین  $f/30$  تا  $f/60$  می‌باشد.



شکل ۱۹-۷ تلسکوپ گوده

### ۱۹-۳ گنبد تلسکوپ

روش متداول سرپوش کردن یک تلسکوپ نوری تهیه ساختمانی استوانه‌ای یا چند ضلعی است که در بالای آن یک گنبد نیمکره مانند قرار داده می‌شود. برای دسترسی به نور ورودی از جهات مختلف آسمان روزنه‌ای در آن تعبیه می‌کنند که غالباً "به شکل یک شکاف است و هنگامی که اوضاع جوی و آب و هوایی مناسب باشد آن را می‌گشایند. با چرخانیدن گنبد مذکور تمام وضعیت‌های آسمان را می‌توان بررسی کرد.

طراحی هر گنبد باید به گونه‌ای باشد که ساختمان آن اختلالاتی را که در تصاویر همه تلسکوپ‌های زمینی وجود دارد تشدید نکند. به علاوه، سعی می‌شود از هر گونه جریان هوا



اطراف دهانه تلسکوپ مانعت شود . باید از به وجود آمدن دماهای حداکثر و حداقل در طول یک دوره ۲۴ ساعته جلوگیری شود و طراحی ساختمان گنبد تلسکوپ طوری باشد که مانند یک گلخانه عمل نکند .

نمونه‌ای از یک طرح مناسب ، گنبد تلسکوپ ۲۰۰ اینچی ( ۵/۰۸ متر ) مونست پالومار آمریکا است که شبیه نمیکره‌ای به قطر ۱/۵ متر است . این گنبد دارای دو جدار نازک و فضایی بین آن است که با زورق آلومینیومی چین و چروک خورده پر شده است ، جریان هوای درون این دو جدار از طریق مجراهای تهویه تعبیه شده در بالا و پایین گنبد ، قسمت زیادی از حرارت جذب شده در خلال روز را به خارج منتقل می‌کند . بدین ترتیب طی مراحل عایق بندی و جریان هوا ، ورود حرارت در طی روز به حداقل رسیده و افزایش دمای آینه تلسکوپ در خلال روز بندرت به بیش از ۲ درجه سانتیگراد نسبت به دمای شب گذشته آن می‌رسد .

در بعضی از طرحهای دقیق و عالی مانند تلسکوپ ۲۰۰ اینچی ، تلسکوپ نمونه‌ای نیز وجود دارد که همچون یک کامپیوتر قیاسی کار می‌کند . جهت این تلسکوپ نمونه همیشه و در همه حال با تلسکوپ بزرگتر تطابق دارد . با مجموعه‌ای از وسایل و دستگاههای حساس و سرو مکانیسمها گنبد را به حرکت در می‌آورند تا برای مثال کناره‌های شکاف گنبد جلو دهانه تلسکوپ را سد نکند . علاوه بر آن ، مکانیسم حفاظتی نیز در آن به کار رفته که سبب می‌شود تلسکوپ اصلی هیچ گاه ارتفاعی پایینتر از ۵ درجه را نشانه روی نکند .

## ۱۹ - ۴ تلسکوپهای رادیویی

برای نصب تلسکوپهای رادیویی به تأسیسات بسیار بزرگی احتیاج است و به همین دلیل هر تلسکوپ را نمی‌توان طوری تنظیم کرد تا تمام نقاط آسمان را بررسی کند . البته در برخی موارد دریافته‌اند که تلسکوپ را می‌توان به طریقه استوایی نصب کرد . مشکلات عملی این نوع نصب نسبت به طریقه نصب سمت - ارتفاعی بسیار دشوارتر است و تلسکوپهای بزرگ را که دارای جمع کننده‌های بشقابی هستند ، اغلب به صورت سمت - ارتفاعی نصب می‌کنند . ردیابی یک منبع رادیویی سماوی گاهی با به کار بردن یک تلسکوپ نمونه که به طریقه استوایی نصب شده امکان پذیر است و این تلسکوپ نمونه حکم یک کامپیوتر قیاسی را دارد . تلسکوپ نمونه باعث پدید آمدن جریانهای حرکتی در موتورهای متصل به محورهای تلسکوپ می‌شود که به طریقه سمت - ارتفاعی نصب شده و مجموعه کامل این تلسکوپها بر اساس سرومکانیسم کنترل می‌شوند به طوری که تلسکوپ نمونه و تلسکوپ رادیویی حقیقی همزمان به جهت یکسانی بر روی کره سماوی نشانه روی می‌کنند . نمونه تلسکوپ رادیویی که این سیستم در آن به کار

رفته تلسکوپ بشقابی ۲۵۰ فوتی (۷۶ متری) جدرل بانک<sup>۱</sup> در انگلستان می‌باشد. به طور خلاصه می‌توان گفت مشکلات عملی نصب تلسکوپ نوری ۶ متری در کوه‌های قفقاز روسیه نیز به همین طریق حل شد. این تلسکوپ بر روی محورهای سمت - ارتفاعی مستقر شده و توسط یک کامپیوتر قیاسی کنترل می‌شود.

بشقابهای چندین تلسکوپ رادیویی را چنان طراحی کرده‌اند که در موضع ثابتی بمانند و آسمان محل خود را به کمک حرکت روزانه آن که سبب می‌شود نواری از کره سماوی از کانون تلسکوپ بگذرد مورد بررسی و کاوش قرار دهند. از طریق کج کردن پایه‌های نگهدارنده آنتن، به طوری که دستگاه حساس در محل دقیق کانون بشقاب قرار نگیرد، می‌توان نوارهای متعددی از آسمان را بررسی کرد. البته، به طور کلی یا استفاده از این نوع سیستم ثابت تا اندازه زیادی از مساحت آسمان که برای رصد مهیاست کاسته می‌شود. علی‌رغم این موضوع، طرح بشقابهای ثابت باعث می‌شود مساحت جمع‌آوری بسیار زیادی به کار گرفته شود. با انتخاب دقیق ایستگاههای رصد کننده می‌توان از عوارض طبیعی زمین در تهیه شکل اصلی و پایه بشقاب تلسکوپ استفاده کرد. از این موضوع در بشقاب ۱۰۰۰ فوتی (۳۰۵ متری) ساخته شده از توری فولادی که در آرسیبو واقع در پورتوریکو نصب شده استفاده شده است. این تلسکوپ ویژه با دکل قابل افزایش خود که آنتنهای بر آن سوارند می‌تواند میلیهای غیر قابل رصدی را که تقریباً "۴۵ درجه هستند، رصد کند.

مشاهدات نجوم رادیویی بر خلاف نجوم نوری به آب و هوا بستگی ندارد و تلسکوپها تنها با رنگ و گریس در مقابل آب و هوا حفاظت می‌شوند. این تلسکوپها معمولاً آن طور که تلسکوپهای نوری توسط یک گنبد محافظت می‌شوند احتیاج به سرپوش متحرک و جمع شدنی ندارند. البته تلسکوپهای رادیویی به دلیل بزرگی اندازه‌شان و قرار گرفتن آنها در معرض انواع پدیده‌های طبیعی، باید طوری طراحی شوند تا در بادهای تند هم مستحکم و پا بر جا بمانند و بر طبق طرح هر یک از آنها، معمولاً "محدودیتی برای سرعت باد تعیین می‌شود که طی آن تلسکوپ قادر است کار کند.

## آشکار سازهایی برای تلسکوپهای نوری

### ۲۰ - ۱ طیف نوری

در قسمتهای قبل کتاب دیدیم جو زمین دارای دریاچه‌ای است که تشعشعات الکترو-مغناطیسی با بسامدهای مختلف را از خود عبور می‌دهد و قسمت وسط این باند (نوار) به نقطهٔ اوج حساسیت چشم نزدیک است. چشم انسان نسبت به همهٔ بسامدهایی که طی این باند به سطح زمین می‌رسد حساس نیست. انرژی نیز به صورت تشعشعات نزدیک به ماورای بنفش و مادون قرمز از فضا منتقل شده و به طبقات سطح زمین وارد می‌گردد ولی ما آن را با چشم حس نمی‌کنیم. البته انرژی مذکور را می‌توان با تلسکوپهای نوری معمولی جمع‌آوری کرد و برای اندازه‌گیری با سایر آشکار سازها به کار برد. تلسکوپهای دیگری نیز وجود دارد که برای اندازه‌گیری امواج مادون قرمز با بازدهی زیاد مناسبند.

در این فصل برای سهولت، دریاچه‌ای را که در برگیرندهٔ طول موجهای مرئی است دریاچه نوری و گستره‌ای از بسامدهایی را که تحت پوشش قرار می‌دهد طیف نوری خواهیم نامید. واژهٔ طیف مرئی را برای تشریح گستره‌ای از بسامدها در نظر گرفته‌ایم که با چشم قابل تشخیص هستند.

قبل از بحث دربارهٔ سه نوع آشکار ساز مهمی که برای اندازه‌گیری طیف نوری به کار می‌رود، بهتر است مفاهیم حساسیت طیفی (قسمت ۲۰-۲) و بازده کوانتومی (قسمت ۲۰-۳) را مد نظر قرار دهیم.

### ۲۰ - ۲ حساسیت طیفی

هر آشکار ساز نسبت به انرژی همهٔ طول موجها حساسیت یکسان ندارد. منظور ما از این جمله این است که اگر مجموعه‌ای از موارد ثبت شده را فراهم کنیم که در آن مجموعه آشکار ساز در معرض باندهای امواج طیفی متفاوت، ولی با مقدار انرژی یکسان، قرار گیرد پاسخ ثبت شدهٔ آشکار ساز بنا بر مبدأ صدور باند موج در طیف مذکور قابل تغییر خواهد بود.

شیوه<sup>۶</sup> پاسخ‌گویی آشکارساز به مقدار یکسان انرژی در طول موجهای گوناگون از منحنی حساسیت طیفی آن،  $S(\lambda)$  تعیین می‌شود، اغلب این منحنی از پاسخ طیفی را به طریقی نسبی با احتساب حداکثر مقدار  $S(\lambda)$  برابر یک نمایش می‌دهند.

## ۲۰ - ۳ بازده کوانتومی

علاوه بر دانستن پاسخ طیفی هر آشکار ساز به طریقی نسبی، دریافتن این موضوع اهمیت دارد که آشکار ساز مذکور تا چه اندازه در ارائه پاسخ نسبت به مقدار تشعشعاتی که بر آن وارد می‌شود مؤثر است. این موضوع را می‌توان به سهولت بر حسب بازده کوانتومی بیان کرد. در بسیاری از موارد که نور و ماده بر یکدیگر تأثیر می‌گذارند مانند آنچه درون یک آشکار ساز صورت می‌گیرد، تأثیر مذکور را تنها می‌توان از طریق قائل شدن ماهیت "ذره‌ای" تشعشع توضیح داد. این توضیح ایجاب می‌کند یک پرتو از تشعشعات از بسته‌های منفرد انرژی که گاهی به آنها فوتون یا کوانتم گفته می‌شود تشکیل یافته باشد. انرژی،  $E$ ، حمل شده با هر کوانتم از فرمول زیر به دست می‌آید:

$$E = h\nu,$$

در این فرمول،  $h$  ثابت پلانک و برابر است با  $6.63 \times 10^{-34}$  ژول ثانیه و  $\nu$  بسامد موج الکترومغناطیسی می‌باشد. بدین ترتیب بسادگی می‌توان بین مقدار انرژی موجود در یک پرتو که برای مثال بر حسب وات است و تعداد فوتونهایی که در هر ثانیه همراه پرتو حرکت می‌کنند روابطی برقرار کرد.

از اندازه پاسخ یک آشکار ساز نسبت به پرتوی از نور که انرژی آن بر حسب فوتون بر ثانیه معلوم است می‌توان کسری از فوتونهایی را ارزیابی کرد که در ایجاد آن پاسخ به طور مؤثر به کار رفته‌اند. نسبت تعداد فوتونهای موجود در پرتو به تعداد فوتونهایی که در پاسخ آشکار ساز شرکت داشته‌اند تعیین کننده<sup>۷</sup> بازده کوانتومی آشکار ساز است.

## ۲۰ - ۴ چشم، دستگاهی آشکار ساز

اجزای اصلی چشم به طور خلاصه شامل یک مردمک که مقدار نور ورودی به چشم را کنترل می‌کند، یک عدسی و یک سطح حساس به نور به نام شبکیه است که عدسی سبب کانونی شدن تصاویر بر روی آن می‌شود. مغز تحریکات شبکیه را به شکلی در می‌آورد که ناظر وجود اشیایی را در فضا احساس می‌کند.

خواص گوناگونی درباره<sup>۸</sup> چشم وجود دارد که در افراد متفاوت است. در مبحث زیر یک

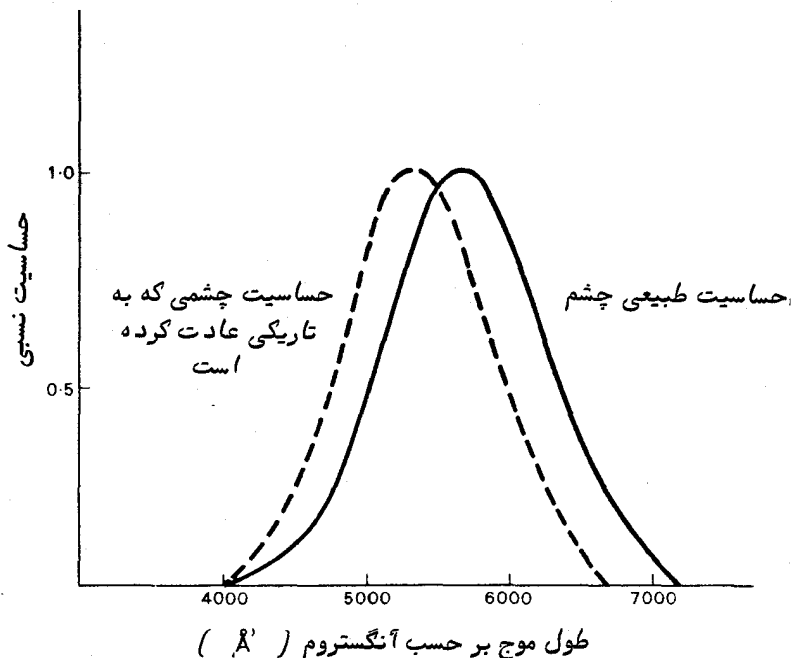
فرد متعارف را در نظر گرفته‌ایم. پاسخ طیفی روز یا منحنی قابلیت روئیت یک چشم معمولی در شکل ۲۰ - ۱ آورده شده است. در این نمودار می‌بینیم که چشم می‌تواند طول موج نوری بین ۴۰۰۰ تا ۷۰۰۰ آنگستروم را تشخیص دهد و این طول موج گسترده را طیف مرئی می‌نامند. چشم انسان قادر به ثبت دائم یک تصویر یا نگهداری آن در حافظه‌اش نمی‌باشد و می‌توان تصویری را که تشکیل می‌دهد یک تصویر لحظه‌ای دانست. اگر نور کمتر از آستانه معینی باشد، در این صورت چشم به آن پاسخ نمی‌گوید. هرگاه محلی که چشم در آن به کار مشغول است دارای روشنایی معمولی باشد و سپس چشم به محیط تاریکی وارد شود مانند مواردی که در رصد های شبانه رخ می‌دهد، میزان حساسیت آن دستخوش تغییراتی می‌شود و آستانه روئیت کاهش می‌یابد. تقریباً " نیم ساعت وقت لازم است تا حساسیت چشم به مقدار حداکثر آن برسد و در این حالت است که می‌گویند چشم نوعی تطابق با تاریکی دارد.

در مورد تطابق چشم با تاریکی دو علت وجود دارد. یکی از دو علت مذکور گشاد شدن خود بخودی مردمک است که سطح جمع کنندگی بیشتری برای تشعشعات ورودی مهیا می‌کند و علت دیگر که تأثیر مهمتری دارد، از واکنشهای بیوشیمیایی ناشی می‌شود که در خود شبکه پدید می‌آیند.

در شرایطی که چشم به تاریکی عادت کرده باشد، با کمی تمرین درمی‌یابیم که حساسیت چشم به جهت یک جسم بستگی دارد. حساسیت چشم هنگام مستقیم نگریستن حداقل است ولی با به کار بردن دید غیر مستقیم می‌توان اجسام کم نوری را تشخیص داد که به هنگام مشاهده مستقیم ناپدید می‌شوند.

تطابق با تاریکی، به علاوه سبب تغییراتی در حساسیت طیفی چشم می‌شود، به این ترتیب که اوج حساسیت تقریباً " به اندازه ۵۰۰ آنگستروم به سوی رنگ آبی انتهای طیف منحرف می‌شود و چشم حساسیت خود را نسبت به طول موجهای قرمز از دست می‌دهد. این تغییر را به نام اثر پورکینجه<sup>۱</sup> می‌شناسند و منحنی خط چین شکل ۲۰ - ۱ حساسیت طیفی متوسط را تحت شرایط عادت به تاریکی نشان می‌دهد.

قبل از استفاده از صفحات عکاسی و آشکار سازهای فتو الکتریکی برای تعیین تفاوت روشنایی اجرام نجومی از چشم استفاده می‌کردند. مقدار تفاوت قابل تشخیص به عوامل چندی مثل رنگ اجسام مورد مقایسه و روشنایی مطلق آنها بستگی دارد. تفاوت روشنایی، حتی با درصدهای کم را نیز می‌توان از راه تمرین تشخیص داد. در واقع، تعیین مقدار بازده کوانتومی برای چشم کاری ساده نیست بلکه با این فرض که چشم می‌تواند یک ستاره قدر ششم را تشخیص



شکل ۲۰-۱ منحنی حساسیت طیفی نسبی یک چشم طبیعی . منحنی خط چین که اثر پورگینجه را نمایان می‌سازد ، نشان می‌دهد هنگامی که چشم به تاریکی عادت کرد منحنی حساسیت آن تغییر می‌یابد .

دهد می‌توان گفت برای ثبت تصویر یک ستاره ، لازم است چند صد فوتون در ثانیه به چشم برسد . قدر حدی یک آشکار ساز چشمی - تلسکوپی را در قسمت ۱۶ - ۴ مورد بررسی و بحث قرار دادیم .

در مورد توان تفکیک چشم قانون کاملاً مشخصی را نمی‌توان ارائه کرد زیرا این امر به نوع مشاهداتی که سعی در انجام آن است بستگی تام دارد . البته در شرایط طبیعی ، یک چشم معمولی زاویه‌ای یک دقیقه‌ای قوسی را می‌تواند تفکیک کند . این رقم معادل توان تفکیکی است که در دهانه‌ای به اندازه آن مردمک به وجود می‌آید (معادله ۱۶-۷) را ملاحظه کنید) و همچنین معادل اندازه عناصر آشکار سازی است که آن شبکیه را تشکیل می‌دهند . در شرایط خاص ، چشم دارای خواص معینی برای سنجش دقیق و تشخیص تقارن است که با این خواص حتی زوایای کوچک‌رانیز می‌توان تفکیک کرد . چشم انسان قادر است قطع شدگی یک خط را که معادل اختلاف زوایای ده ثانیه‌ای قوسی است تشخیص دهد . از این توانایی در وسایل و ابزارهای اندازه‌گیری

که مقدار مذکور را بر روی یک ورنیه (خط کش مدرج) نشان می دهند استفاده می شود. گرچه از این وسایل بندرت بر روی تلسکوپها استفاده می شود، ولی غالب آنها در ابزارهای کمکی که برای تجزیه و تحلیل اطلاعات نجومی ثبت شده بر روی صفحات عکاسی در نظر گرفته شده اند بهره می گیرند. اختراع و ابداع فنون جدید و به کارگیری مراحل خودکار، بتدریج استفاده از چشم در همهء مشاهدات و کسب اطلاعات کلی را منسوخ خواهد کرد. علاوه بر به کار بردن خاصیت تشخیص تقارن چشم در اکثر وسایل اندازه گیری، می توان از آن در اندازه گیری ستارگان دوتایی با تلسکوپ نیز بهره گرفت.

## ۲۰ - ۵ صفحات عکاسی

۲۰-۵-۱ مقدمه

مادهء حساس به نور شامل امولسیونهای بلورهای هالوژنور نقره (اصولاً "برومورنقره) در یک مایع ژلاتینی است که به شکل لایهء نازک و یکنواختی بر روی یک صفحهء شیشه ای یا یک ورق سلولزی کشیده می شود. فرآیندهایی را که در زمان نور دادن به امولسیون در آن رخ می دهد به طور دقیق و کامل نمی دانیم ولی واکنشهای متقابل نور و امولسیون در هر محلی که نور بر روی آن تابیده باشد سبب تشکیل و تجمع یونهای نقره می شود. در معرض تشعشعات نوری قرار دادن امولسیون مذکور هیچ تغییری در ظاهر آن پدید نمی آورد. نحوهء پراکندگی روشنایی نور در سطح امولسیون هیچ گاه فوری آشکار نمی شود و در وهلهء اول هر تصویری که بر روی آن ثبت شده ناپیدا است. باید مراحل مختلفی را بر روی امولسیون انجام داد تا برای موارد تجزیه و تحلیل آماده شود.

برای به وجود آوردن تصویر ثبت شده بر روی امولسیون و تثبیت آن، دو مرحله کار بر روی صفحهء عکاسی نور داده شده باید صورت گیرد که اولین مرحله ظاهر کردن تصویر و دیگری تثبیت آن است. البته این مراحل خارج از تلسکوپ و درون تاریکخانهء عکاسی انجام می شود. عمل ظاهر کردن تصویر با غوطه ور ساختن امولسیون در مایعی صورت می گیرد که محتوی کاهش دهندهء عناصر شیمیایی است و یونهای نقره را به دانه های مجزای نقره تبدیل می کند. پس از ظاهر شدن تصویر، امولسیون مذکور شامل دانه های نقره که تصاویر منقوش بر آن را با یکدیگر پیوند می دهد و بلورهای به جا ماندهء هالوژنور نقره می باشد که دست نخورده مانده اند و مسلماً نسبت به هر گونه نور اضافی همچنان واکنش نشان می دهند. بنابراین، پاک کردن امولسیون از مادهء حساس هالوژنور نقرهء به جا مانده به وسیلهء مواد شیمیایی محلول سبب تثبیت تصاویر می شود. قبل از خشک شدن امولسیون باید همهء اثرات باقیمانده از مادهء

تشبیه کننده را با شستن آن در آب از بین برد .

صفحهٔ عکاسی انواع گوناگون دارد و لازم است بر اساس اطلاعاتی که قرار است در یک تصویر ثبت شود نوع مناسب آن را انتخاب کرد . پارامترهای اصلی که باید در نظر گرفته شوند به قرار زیر است: تفکیک فضایی ، تندی و حساسیت طیفی .

### ۲۰-۵-۲ تفکیک فضایی

اگر یک صفحهٔ عکاسی ظاهر شده را زیر میکروسکوپ قرار دهیم ، خواهیم دید که تصاویر آن از دانه‌های مجزای سیاه‌رنگی تشکیل شده است و حواشی تقریباً واضح و معلوم تصویر به نسبتی که به اندازهٔ دانه‌ها بستگی دارد تار و کدر به نظر می‌آید ، بررسی میکروسکوپی عکسهایی که از ستارگان برداشته شده نشان می‌دهد هر تصویر از تجمع دانه‌هایی تشکیل یافته است که در وسط متراکم شده‌اند و حاشیه‌های آن تار و نا معلوم است . معمولاً "اندازهٔ دانه‌های موجود در امولسیون است که حد تفکیک فضایی را معین می‌کند . تنوع گستردهٔ امولسیونها سبب پدید آمدن صفحات عکاسی می‌شود که دانه‌های مختلف و در نتیجه توان تفکیک گوناگونی دارند . از لحاظ کمی ، توان تفکیک هر نوع کاغذ عکاسی با تشکیل تصویر یک شبکه که دارای تعدادی خطوط مدرج سیاه و سفید با فاصله‌های متفاوت است به دست‌آید ، توان تفکیک ،  $R$  ، بیشترین تعداد خطوط مدرج در هر میلی‌متر است که بتوان آنها را تجزیه و تفکیک کرد . امولسیونهای گوناگون باعث تشکیل گستره‌ای از  $R$  به میزان ۵۰ تا ۱۰۰۰ می‌شود . در هر مشاهده به طریقهٔ عکاسی ، لازم است طوری مقدار  $R$  را انتخاب کنیم که جزئیات ثبت شده توسط تلسکوپ و سایر وسایل نوری بدون کاهش و تنزل باقی بمانند .

### ۲۰-۵-۳ تندی

مدت زمان نور دادن به یک عکس برای به دست آوردن تصویری واضح از یک جسم نجومی در یک تلسکوپ معین بنا به نوع امولسیونی که به کار می‌رود فرق می‌کند . به همین دلیل گفته می‌شود یک صفحه یا فیلم عکاسی دارای تندی معینی است که تعیین کنندهٔ مقدار انرژی می‌باشد که برای تهیهٔ یک تصویر واضح و خوب باید بر روی آن تابیده شود . به علاوه آنچه که اهمیت دارد این است که مشاهدات را باید با انتخاب صفحه‌ای که دارای امولسیون سریع‌العمل است در کمترین زمان ممکن به انجام رساند . البته ، انتخاب مقدار سرعت صفحه یا فیلم عکاسی را باید نسبت به معیارهای دیگری که توسط سایر دستگاههای اندازه‌گیری تعیین می‌شود ، در نظر گرفت . معمولاً " به این علت که با افزایش تندی امولسیون مقدار دانه‌های آن نیز زیاد می‌شود ،

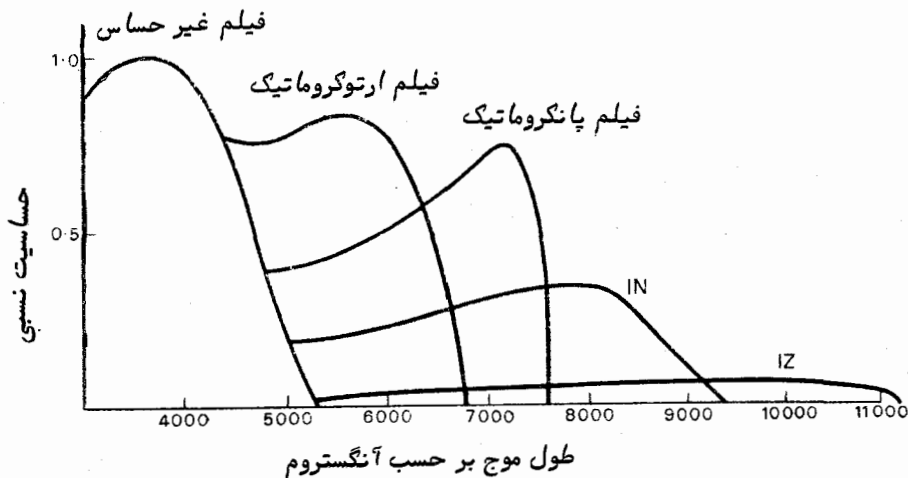


نمی‌توان فیلمی با توان تفکیک و تندی زیاد تهیه کرد. بنابراین، اگر در خلال اندازه‌گیری خاصی یک امولسیون با توان تفکیک زیاد احتیاج باشد، در این صورت تمایل به کوتاه کردن زمان نور دادن فیلم را باید فدای توان تفکیک کرد.

عکاسی از اجرام نجومی عملاً بانوردادهای بلند مدت صورت می‌گیرد. در خلال این کار تا زمانی که به ثبت تصویر مورد نظر مشغول هستیم نور متفرق شده از زمینه آسمان و دستگاههای نوری بر تمام سطح عکس مذکور می‌تابد. بدین ترتیب، تصاویر در زمینه‌های ثبت می‌شوند که عموماً آن را مه<sup>۱</sup> می‌نامند. تنها زمانی می‌توان یک تصویر را بوضوح دید که قدرت آن از سطح مه بیشتر باشد. وجود سطح مه کم در صفحات عکاسی بنا به نوع امولسیون است ولی امولسیونهای سریع‌العمل اصولاً نسبت به مه حساسیت و پذیرش بیشتری دارند. اگر هنگام اندازه‌گیری لازم باشد تصویر جسم کم نوری را ثبت کنیم، تصور می‌شود که با به کار بردن سریعترین فیلم می‌توان بسرعت آن را انجام داد، در حالی که اگر بخواهیم تصویر ثبت شده نسبت به مه دارای حداکثر اختلاف باشد ضرورتاً نباید از امولسیونهای سریع‌العمل استفاده کرد، زیرا امولسیونهای کم سرعت و نور دادهای طولانیتر ممکن است نتیجه‌بهتری داشته باشند.

### ۲۰-۵-۴ حساسیت طیفی

امولسیونهای عکاسی در تمام طول طیف نوری کارآیی دارند بجز ناحیه مادون قرمز بعد



شکل ۲۰-۲ حساسیت طیفی نسبی امولسیونهای غیر حساس، ارتوکروماتیک، پانکروماتیک

و مادون قرمز ( IN و IZ ).

از ۱۲۰۰۰ آنگستروم . حساسیت اصلی برومیدنقره از ماورای بنفش تا حدود طول موج ۵۰۰۰ آنگستروم می‌باشد که می‌توان با افزودن رنگهای آلی به امولسیون آن حساسیت طیفی آن را افزایش داد . در شکل ۲۰ - ۲ حساسیت طیفی نسبی گونه‌های اصلی امولسیونها آورده شده است .

## ۲۰ - ۶ نورسنجی عکاسی

فرآیند عکاسی علاوه بر عملکرد مفیدی که در ثبت موضع نسبی اجرام سماوی و نیز ارائه وسیله‌ای برای اندازه‌گیری این مواضع دارد ، اجرای مطالعات عینی نورسنجی را امکان پذیر می‌سازد . قدرت تصاویر یک صفحه ظاهر شده از جهاتی به روشنایی اصلی اجسامی که ثبت می‌شوند بستگی دارد . در نورسنجی ، وظیفه ستاره شناس یافتن قدرت تصاویر بر حسب انرژی اصلی است که سبب تشکیل آن تصاویر شده است . این عمل با سنجش قدرت یک تصویر و مقایسه آن در یک منحنی درجه بندی با مقدار انرژی تابیده شده صورت می‌گیرد .

مناسبت‌ترین روش اندازه‌گیری قدرت یا سیاه شدگی یک تصویر عکاسی عبور پرتوی از نور از میان آن تصویر و اندازه‌گیری شدت آن پرتو بعد از عبور از تصویر مذکور است . دستگاه آزمایشگاهی که خصوصاً " برای این گونه اندازه‌گیریها طراحی شده معمولاً " نورسنج دقیق نامیده می‌شود و عموماً " قدرت پرتو عبور کرده را به طریقه فتو الکتریک ثبت می‌کند . اگر شدت اصلی پرتو را با  $I_0$  و شدت پرتو عبور کرده از قسمت خاصی از صفحه عکاسی را با  $I$  نشان دهیم ، آنگاه قدرت انتقال صفحه مذکور در آن قسمت برگزیده ،  $T$  ، از رابطه زیر به دست خواهد آمد :

$$T = \frac{I}{I_0}$$

کدریت  $O$  ، صفحه عکاسی نیز چنین به دست می‌آید :

$$O = \frac{I_0}{I} = \frac{1}{T}$$

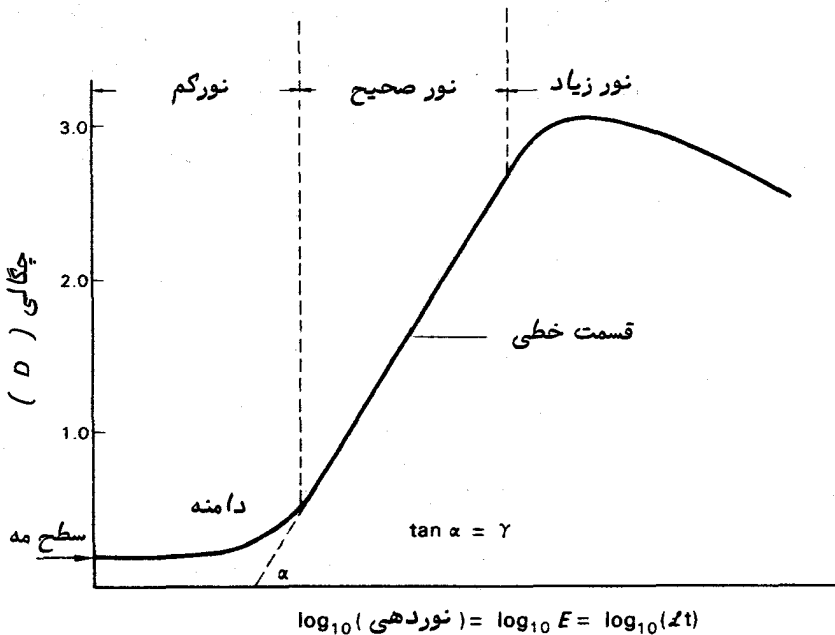
معمولاً " برای مقایسه شدت تصاویر عکاسی از واژه چگالی ،  $D$  ، استفاده می‌شود که تعریف آن لگاریتم کدریت است . به این ترتیب :

$$D = \log_{10} O$$

و یا :

$$D = -\log_{10} T$$

معمولا " منحنی درجه بندی را که چگالی قسمت های روی صفحه عکاسی را به انرژیهای اصلی تشکیل دهنده سیاه شدگی مربوط می کند ، با ترسیم  $D$  در یک طرف و ترسیم لگاریتم چندین نور دیدن مشخص در سوی دیگر نشان می دهند و این در حالی است که نور دیدن ،  $E$  ، از ضرب روشنی تصویر ،  $\mathcal{L}$  ، در زمانی ،  $t$  ، که انرژی طی آن بر روی صفحه عکاسی می افتد به دست می آید . این گونه منحنی درجه بندی را به نام منحنی مشخصه امولسیون می شناسند و یک نمونه منحنی مشخصه را در شکل ۲-۳ ملاحظه می کنید .



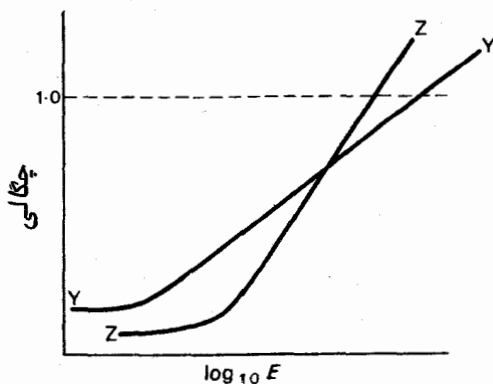
شکل ۲-۳ منحنی مشخصه یک امولسیون نمونه که مناطق نور کم دیده ، نور صحیح و نور زیاد دیده در آن نشان داده شده است .

می توان از شکل ۲-۳ دریافت تا زمانی که نور دیدن فیلم یا صفحه عکاسی به حد بیشتر از آستانه معینی نرسد هیچ تصویری را نمی توان در سطح مه تشخیص داد . منحنی مشخصه ، بعد از قسمت دامنه خطی می شود و بسادگی می توان مقادیر چگالی را نسبت به انرژی تابیده شده تعیین کرد . این رابطه را می توان به شکل زیر نشان داد :

$$D = A + \gamma \log E.$$

شیب  $\gamma$  در قسمت خطی منحنی مشخصه را گامای امولسیون می‌نامند و آن اندازه‌ای است که طی آن نقاط درون یک تصویر ممتد با هم تضاد دارند. فراسوی قسمت خطی منحنی، شیب مذکور بتدریج کاهش می‌یابد و منحنی همتراز می‌شود. در این ناحیه، هر قدر صفحه عکاسی را بیشتر در معرض انرژی قرار دهیم افزایش بسیار اندکی در میزان سیاه‌شدگی آن پدید می‌آید و گفته می‌شود صفحه بیش از حد نور دیده است.

برای تعیین بهترین امولسیون برای مشاهدات ویژه می‌توان از مقایسه منحنیهای مشخصه استفاده کرد. می‌توانیم نمونه ساده‌ای از کاربرد آنها را با بررسی شکل ۲۰-۴ ارائه کنیم. در این شکل دامنه دو منحنی مشخصه  $Y$  و  $Z$  نشان داده شده است. اگر بخواهیم با کمترین نور جسمی را تشخیص دهیم، در این صورت بسادگی در می‌یابیم که امولسیون  $Y$  مناسب است و اگر بخواهیم با کمترین نور دادن چگالی یک یا بیشتر را ثبت کنیم آنگاه واضح است که امولسیون  $Z$  را انتخاب خواهیم کرد.



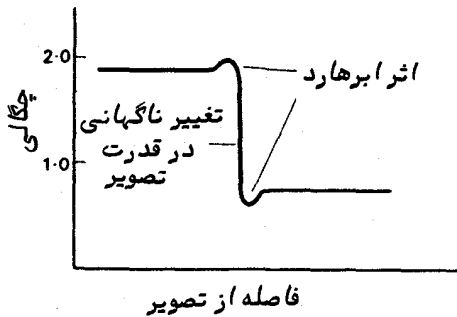
شکل ۲۰-۴ مقایسه منحنیهای مشخصه دو امولسیون

هنگام به کارگیری نورسنجی عکاسی لازم است از صفحاتی که نور دیدنهای درجه‌بندی شده در مورد آنها اعمال شده استفاده شود تا مرحله ظهور آنها عیناً "چون تصاویر دلخواه به یک شکل صورت گیرد. به دلیل تاریک بودن اکثر اجرام سماوی اندازه‌گیری آنها به طریقه عکاسی به زمان نور دادن طولانی احتیاج دارد و برخلاف این کار، صفحات عکاسی درجه‌بندی شده طریقه "با روشنایی نسبتاً" درخشان و زمان نور دادن کوتاه به دست می‌آیند. امکان دارد بتوان بدقت ترتیبی اتخاذ کرد که کل انرژی جمع‌آوری شده در قسمت معینی از یک صفحه عکاسی نجومی دقیقاً "با انرژی که برای تهیه صفحات عکاسی درجه‌بندی شده به کار می‌رود

منطبق شود. البته اگر چگالیهای این تصاویر مقایسه شوند، احتمال می‌رود که مقدار آنها یکسان نباشد. در این حالت می‌گویند صفحهٔ عکاسی عیب دو جانبه دارد یعنی درجهٔ سیاه‌شدگی تنها به مقدار کل انرژی تابیده شده بستگی ندارد بلکه به میزان ورود آن نیز وابسته است. در واقع، عیب دو جانبه بدین معنی است که بنا به چگونگی اعمال صفحات نور دیدهٔ درجه‌بندی شده، منحنیهای مشخصهٔ گوناگونی وجود دارد که قبل از انجام هرگونه نورسنجی باید منحنی مشخصه‌ای را که از آن صفحات درجه‌بندی شده به دست می‌آید به ازای تأثیرات دو جانبه تصحیح کرد. از این نظر، در فن نورسنجی عکاسی احتمال خطاهای اصولی می‌رود. طبق همین نظریه، روشنایی اجرام سماوی را که بر روی صفحات مختلف عکاسی ثبت شده‌اند خصوصا "اگر زمانهای نوردیدگی آنها متفاوت باشد، نمی‌توان بصراحت مقایسه کرد. به علاوه، هنگام انتخاب یک امولسیون برای یک نوع عکس خاص باید اثرات عیب دو جانبه را نیز در نظر گرفت. مثلا "ممکن است تصور شود که باید برای ثبت ستارگان کم‌نوردر مدت زمان کوتاه از صفحات عکاسی پر سرعت استفاده کرد. در حالی که معمولا "تندی یک فیلم بر اساس چگونگی عملکرد آن در شرایط عکاسی روزمره با زمانهای نوردادن بسیار کوتاه تعیین می‌شود. اگر عیب دو جانبه شدید باشد، همان طور که در مورد امولسیونهای سریع چنین است، کارآیی صفحه‌ای که احتیاج به نور دیدن طولانی دارد در حدی پایینتر از سایر صفحاتی که معایب دو جانبهٔ اندک ولی سرعت عکسبرداری روزمرهٔ کندتری دارند، کاهش می‌یابد.

علاوه بر عیب دو جانبه، اثرات دیگری وجود دارد که به اندازه‌گیریهای مخدوش می‌انجامد مگر این که برای جبران آنها مقادیری در نظر گرفته شود. از دو تأثیر ذکر شده در زیر که محصول مرحلهٔ ظهور است اولی بر نورسنجی و دومی بر اندازه‌گیریهای موضعی اثر می‌گذارد. اگر جسمی دارای جزئیاتی است که بر روی یک صفحهٔ عکاسی ثبت شده، میزان سرعت واکنشهای شیمیایی این صفحه در خلال مرحلهٔ ظهور بنا به موضع تصویر درون آن متفاوت خواهد بود. در آن نواحی که تصویر بسیار متراکم می‌باشد سرعت واکنشها زیاد است و در مناطقی از فیلم، عمل ظهور با سرعت کمتری انجام می‌گیرد. به این علت در میزان کاربرد محلول ظهور و در نتیجه در قدرت آن تغییرات موضعی پیش می‌آید. این تغییرات تا اندازه‌ای سرعت ظهور را کنترل می‌کنند مگر این که به دلیل آشفتگی، کارشان مختل شده باشد. تأثیر سرعتهای نا برابر ظهور معمولا "هنگامی آشکار می‌شود که در چگالی تصویر تغییرات ناگهانی روی داده باشد که سبب تغییر مقادیر چگالی می‌شود. تأثیر مذکور را به نام اثر ابرهارد ا

می‌شناسند و این اثر در شکل ۲۰-۵ نشان داده شده است .



شکل ۲۰-۵ نمودار چگالی یک تصویر ثبت شده که در آن تغییری ناگهانی در قدرت تصویر پدید آمده و نشان دهنده اثر ابرهارد است .

اگر تغییرات هندسی در ژلاتین امولسیون وجود داشته باشد اندازه‌گیریهای موضعی به طور وضوح تحت تأثیر قرار خواهند گرفت و این عمل در مرحله ظهور رخ می‌دهد . در خلال مرحله ظهور ، ژلاتین به رنگ خرمایی در می‌آید و جایی که تصاویر تیره‌ترند میزان تغییر رنگ بیشتر است . اثر خرمایی رنگ شدن امولسیون باعث زودتر خشک شدن آن می‌شود و با کوچکتر شدن مناطق رنگی سبب پدید آمدن کَششهایی در آن می‌گردد . در اندازه‌گیری ساده یک ستاره دو تایی کوچکتر شدن مناطق رنگی باعث می‌شود آنها نزدیک به هم نشان داده شوند که از بی‌دقتی در تشخیص و رعایت مقدار مناسب برای جبران این عیب ممکن است خطاهای اصولی پدید آید .

## ۲۰ - ۷ بازده عکاسی

شاید بتوان گفت بهترین مزیت استفاده از صفحات عکاسی در ستاره‌شناسی قابلیت ثبت همزمان بسیاری از نقاط عکس است . به علاوه ، صفحه عکاسی این قابلیت را نیز دارد که انرژی را که بر روی آن می‌افتد با هم تلفیق کند و تصویر اجسامی را نمایان سازد که در غیر این صورت همچنان نادیده می‌ماندند . در این موارد می‌توان گفت صفحه عکاسی سودمند است .

میزان دقت فن نورسنجی مؤثر به عوامل بسیاری بستگی دارد و بندرت مقدار آن از ۵٪ بیشتر می‌شود . اکثر اندازه‌گیریهای عکاسی دارای دقت نورسنجی بین ۵ تا ۱۰ درصد است . نقص عمده عکاسی کم بودن بازده کوانتومی آن است . واکنش متقابل فوتونها با بلورهای هالیدنقره موجود در امولسیون هنگام ظهور صفحه عکاسی سبب پدید آمدن دانه‌های سیاه

رنگی می‌شود که توزیع این دانه‌ها در سطح صفحه، تشکیل دهنده تصویر است. هر دانه سیاه شده با پاسخ امولسیون به انرژی که از نقطه‌ای خاص وارد می‌شود منطبق است. بنابراین پاسخ مربوطه به طریقه کوانتومی (دانه دانه) عمل می‌کند یعنی تعداد رویدادهای ثبت شده معین (دانه‌های سیاه شده) بنا به مقدار انرژی یا تعداد فوتونهای تابیده شده بر روی صفحه عکاسی به دست می‌آید. بازده کوانتومی که نسبت تعداد متوسط دانه‌های سیاه شده به تعداد فوتونهای تابیده شده است به طور معمول حدود  $0/001$  یا  $0/1$  درصد می‌باشد.

برای نشان دادن ارزش حساسیت مطلق امولسیون عکاسی، بهتر است این گفته را هنگام استفاده از وسایل و ابزارهای معین به یاد داشته باشیم که "آنچه را چشم قادر به تشخیص آن هست، طی چند دقیقه نور دادن می‌توان عکسبرداری کرد"، در این حال اگر تصویر یک ستاره نتیجه جمع شدن دهها دانه سیاه شده مثلا "پنجاه عدد باشد با اطمینان کامل می‌توان تصویر آن را ثبت کرد. با به کار بردن بازده کوانتومی که در بالا بحث شد، تعداد فوتونهای مورد نیاز تشکیل تصویر این ستاره کم نور برابر  $5 \times 10^4$  می‌باشد. قبلا در یافتیم که اگر نور ورودی به چشم دارای مرتبه  $200$  فوتون در ثانیه باشد چشم قادر به تشخیص تصویر آن ستاره خواهد بود. بنابراین، مدت زمان نور دادن صفحه برای این که با خاصیت جهت داری چشم منطبق شود برابر است با:

$$\frac{5 \times 10^4}{200} \text{ ثانیه} \quad 4 \text{ دقیقه}$$

که گفته بالا را تحکیم می‌بخشد. با استفاده از زمانهای نور دادن طولانیتر از چند دقیقه، می‌توان به طور کلی ستارگان کم نورتری را با تلسکوپ ثبت کرد که با همان تلسکوپ بچشم نمی‌رسیدند.

## ۲۰ - ۸ قدر حدی

تصویر یک ستاره بر روی صفحه عکاسی را در نگاه اول می‌توان یک نقطه پنداشت، کل انرژی که درون این نقطه جمع آوری می‌شود یا روشنایی ظاهری ستاره، مساحت دهانه جمع کننده و انتگرال زمان نور دیدن صفحه متناسب است.

بدین ترتیب، می‌توانیم قدر کم نورترین ستاره‌ای را تخمین بزنیم که به روش زیر و با استفاده از عکاسی ثبت شده است.

چشم انسان برای احساس یک تصویر به حدود  $200$  فوتون در ثانیه نیاز دارد. به فرض این که قطر مردمک چشم  $8$  میلیمتر باشد، میزان انرژی ورودی،  $E_e$ ، از رابطه زیر به دست می‌آید:

$$E_e = 200 \times \frac{4}{\pi \times 8^2} \text{ فوتون در ثانیه بر میلیمتر مربع}$$

در قسمت قبل دیدیم که تصویر عکسبرداری شده یک ستاره به تجمع  $50 \times 10^3$  فوتون احتیاج دارد و لازمه این کار، داشتن میزان انرژی ورودی  $\frac{50 \times 10^3}{t}$  فوتون در ثانیه در تصویر است در حالی که  $t$  زمان نور دادن بر حسب ثانیه می‌باشد. در این صورت میزان انرژی ورودی در هر واحد سطح دهانه تلسکوپ،  $E_i$ ، به قرار زیر است:

$$E_i = \frac{50 \times 10^3}{tD^2} \times \frac{4}{\pi} \text{ فوتون در ثانیه در میلیمتر مربع}$$

که  $D$  قطر تلسکوپ بر حسب میلیمتر است. اگر تصور کنیم  $E_e$  و  $E_i$  به ترتیب انرژی پدید آمده از ستارگان قدر  $m_e$  و  $m_i$  باشند، طبق معادله پاکسون (معادله ۵-۲) راملحظه کنید) می‌توانیم بنویسیم:

$$\begin{aligned} m_i - m_e &= -2.5 \log_{10} \frac{E_i}{E_e} \\ &= -2.5 \log_{10} \frac{50 \times 10^3 \times 4 \times \pi \times 8^2}{tD^2 \pi \times 200 \times 4} \\ &\approx 2.5 \log_{10} tD^2 - 2.5 \log_{10} 1.6 \times 10^4. \end{aligned}$$

در اینجا،  $E_e$  میزان انرژی ورودی ستاره‌ای است که آن را می‌توان با چشم غیر مسلح دید و از این رو مقداری که با قرار دادن  $m_e = 6$  برای  $m_i$  به دست می‌آید با قدر حدی،  $m_{lim}$ ، ستاره‌ای که با تلسکوپی به قطر  $D$  (میلیمتر) و زمان نور دادن  $t$  (ثانیه) ثبت می‌شود مطابق است. پس:

$$\begin{aligned} m_{lim} &= 6 + 5 \log_{10} D + 2/5 \log_{10} t - 10/5 \\ &= -4/5 + 5 \log_{10} D + 2/5 \log_{10} t. \end{aligned} \quad (1-20)$$

برای نمونه یک تلسکوپ ۵۰۰ میلیمتری و زمان  $10^3$  ثانیه را در نظر بگیرید. کم نورترین ستاره‌ای که طبق معادله (۱-۲۰) ثبت می‌شود دارای قدری حدود رقم زیر است:



$$m_{\text{lim}} = -4/5 + 13/5 + 7/5 \\ = 16/5$$

البته، در عمل روش ساده<sup>۶</sup> فوق را در تمام ارزیابیهای قدرحدی نمی‌توان به کار برد، زیرا تلسکوپ، مواد عکسبرداری و شرایط دید همگی دارای تنوع زیادی هستند. حد نهایی قدر با مقدار مه صفحه عکاسی تعیین می‌شود و این مقدار خود حاصل زمینه<sup>۷</sup> آسمان است. به علاوه، معادله<sup>۸</sup> (۲۰ - ۱) ممکن است مقادیری ارائه کند که بسیار خوش‌بینانه است چون برای جبران بازده انتقال تلسکوپ یا عیب دو جانبه<sup>۹</sup> امولسیون عکاسی مقداری در آن منظور نشده است. این معادله همچنین بر این فرض استوار است که تصاویر ستارگان نقطه‌ای است، درحالی که این فرض کاملاً<sup>۱۰</sup> صحیح نیست.

در عمل دریافته‌اند قابلیت تشخیص تصاویر ستارگان بر روی صفحاتی که تا حد سطح مه نور دیده‌اند به اندازه<sup>۱۱</sup> آن تصاویر بستگی دارد، بدین معنی که یک تصویر بزرگتر را می‌توان راحت‌تر تشخیص داد. در این حال اندازه<sup>۱۲</sup> هر تصویر به فاصله<sup>۱۳</sup> کانونی تلسکوپ بستگی دارد و از این رو، در چندین تلسکوپ با دهانه<sup>۱۴</sup> برابر، آن تلسکوپی قادر به تشخیص ستارگان کم نورتر است که فاصله<sup>۱۵</sup> کانونی بلندتری داشته باشد. به عبارت دیگر، در طرف راست معادله‌ای که در آن مقدار قدر حدی به دست می‌آید باید عبارتی را گنجانده که افزایش آن به نسبت کانونی تلسکوپ بستگی دارد.

چنانچه تصویر مورد نظر حقیقه<sup>۱۶</sup> کشیدگی بارزی دارد مثل یک سحابی، در این صورت قدرت آن باز هم با مساحت جمع‌کننده تناسب مستقیم و با مجذور فاصله<sup>۱۷</sup> کانونی تلسکوپ نسبت عکس دارد. بستگی مورد دوم ناشی از مساحت تصویر است که خود با مجذور فاصله<sup>۱۸</sup> کانونی متناسب است. بدین ترتیب با به کار بردن یک امولسیون معین، جسمی طویل‌رأمی توان به کمک چندین تلسکوپ، بدین شرط که نسبتهای کانونی آنها یکسان باشد با زمان نور دادن مشابه عکسبرداری کرد. اندازه<sup>۱۹</sup> واقعی هر تصویر به مقیاس صفحه و آن هم به فاصله<sup>۲۰</sup> کانونی بستگی دارد. بر همین اساس، یک سحابی با اندازه<sup>۲۱</sup> زاویه‌ای ظاهری کوچک مثل یک کهکشان را می‌توان برای به دست آوردن یک تصویر دارای جزئیات با یک تلسکوپ بازتابی بزرگ در کانون اصلی آن عکسبرداری کرد، در حالی که سحابی دیگری با اندازه<sup>۲۲</sup> زاویه‌ای ظاهری بزرگتر را ممکن است با دوربینی با زاویه<sup>۲۳</sup> باز و فاصله<sup>۲۴</sup> کانونی کمتر ثبت کرد. اگر روشنایی ظاهری دو جسم یکسان باشد و نسبتهای کانونی تلسکوپها نیز مشابه باشد، آنگاه زمان نور دادن برای هر دو عکس مورد نظر برابر خواهد بود.

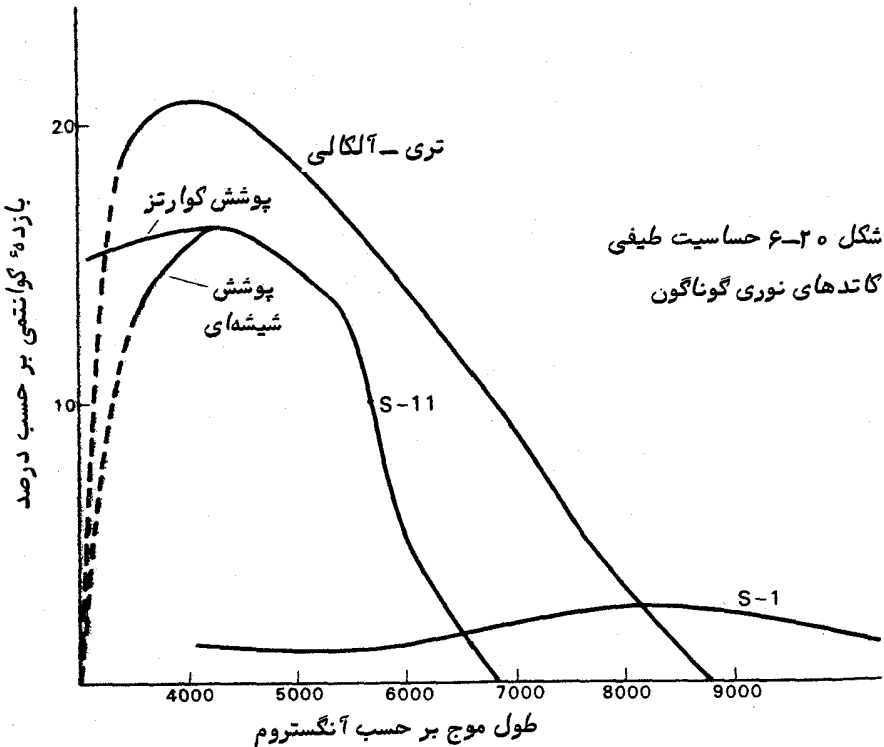
## ۲۰ - ۹ وسائل و ابزار فتوالکترونیک

۲۰-۹-۱ مقدمه

هرگاه تشعشع نوری بر روی مواد خاصی از جنس قلیا بتابد ، از سطح این مواد الکترونی‌هایی آزاد و جدا می‌شود . با محصور کردن این مواد حساس نسبت به نور در محیط خلاء و قرار دادن صفحه‌ای یا بار مثبت در مجاورت آن ، الکترونی‌های جدا شده یا به عبارت دقیقتر الکترونی‌های نوری را می‌توان جمع‌آوری کرد و سیلان آنها را به شکل جریان برق اندازه گرفت . این نوع آشکار ساز وسیله‌ای بسیار دقیق برای سنجش نور ارائه می‌کند . یکی از دلایل اصلی این کار این است که اندازهٔ جریان مذکور دقیقا " با مقدار انرژی که بر روی سطح حساس می‌تابد متناسب است و این تناسب در مورد همهٔ انرژی‌هایی که احتمالا " به آن وسیله و دستگاه می‌رسد صادق است . گفته می‌شود که دستگاه فوق دارای پاسخ خطی می‌باشد .

۲۰-۹-۲ حساسیت طیفی

کاتدهای نوری مختلفی وجود دارد که در برگیرندهٔ طیف ماورای بنفش تا حدود طول



موج ۱۰۰۰۰ آنگستروم است. انقطاع موجود در طیف ماورای بنفش را با پوشش شیشه‌ای سلول کنترل می‌کنند و با به کار بردن یک دریچه از جنس کوارتز در بالای کاتد میزان حساسیت آن را در نور ماورای بنفش گسترده‌تر می‌کنند. پاسخهای گوناگون طیفی را با شماره‌ای (مثلاً "۱- S) مشخص می‌سازند. در شکل ۲۰-۶ سه منحنی پاسخ طیفی را ملاحظه می‌کنید.

### ۲۰-۹-۳ بازده کوانتیمی

بازده کوانتیمی پاسخ به طور نمونه در مرتبه  $1/10$  یا  $10\%$  قرار دارد، بدین معنی که به طور متوسط یک الکترون نوری به ازای هر ده الکترونی که بر روی سطح حساس می‌تابد منتقل می‌شود. با استفاده از این اطلاعات براحتی می‌توان جریانی را که قرار است اندازه بگیرند بر اساس میزان انرژی ورودی پیش‌بینی کرد. مثلاً "اگر تعداد ۲۰۰ فوتون در ثانیه به سلول فتوالکتریک بتابد (یعنی همان میزانی که با چشم قابل تشخیص است) تعداد الکترونهای نوری منتقل شده ۲۰ عدد در ثانیه است. در اینجا، بار هر الکترون برابر  $1.6 \times 10^{-19}$  کولن است و در نتیجه، کل بار الکتریکی آزاد شده برابر خواهد بود:

$$3 \times 10^{-18} \text{ امپر} = 3 \times 10^{-18} \text{ کولن در ثانیه} = 20 \times 1.6 \times 10^{-19}$$

البته این رقم، جریان بسیار اندکی است که قبل از آن که توسط دستگاههای ثابت‌توان آن را ثبت کرد باید تقویت شود.

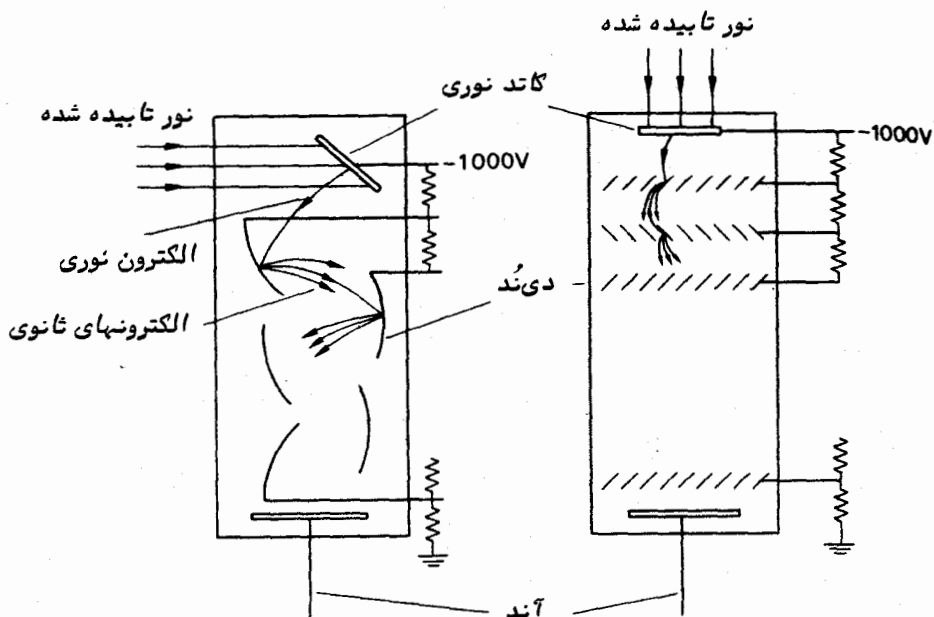
## ۲-۱۰ دستگاه تکثیر کننده نور

۲۰-۱۰-۱ اصول

از سلول ساده فتوالکتریک بندرت به عنوان آشکار ساز در ستاره‌شناسی استفاده می‌شود زیرا جریانهای تولید شده اندک است. البته وسایلی ساخته شده است که اساس کار آنها بر تأثیر فتوالکتریک است ولی تقویت جریان را نیز خود به عهده دارند و در حال حاضر یکی از انواع آشکار سازهای محسوب می‌شوند که اندازه‌گیریهای نجومی را انجام می‌دهند. این وسایل و دستگاهها را تکثیر کننده‌های نور می‌نامند. هر تکثیر کننده نور دارای یک کاتد نوری است که کار اصلی آشکار سازی را انجام می‌دهد و به دنبال آن مجموعه‌ای از دی‌ندها<sup>۱</sup> قرار دارد که فرآیند تقویت یا تکثیر به عهده آنهاست. دی‌ندها به دنبال یکدیگر قرار دارند

به طوری که هر یک از آنها نسبت به دیند قبلی دارای پتانسیل مثبت بیشتری است . با آزاد شدن یک الکترون نوری منفرد از کاتد نوری به دلیل پتانسیل مثبت اولین دیند به سوی آن جذب می‌شود . در لحظه رسیدن و تصادم با اولین دیند ، به علت داشتن انرژی باعث می‌شود تا چندین الکترون دیگر (حدود سه یا چهار الکترون) را آزاد کند . این الکترونهاй آزاد شده به سوی دومین دیند شتاب می‌گیرند و در آنجا مجدداً عمل تکثیر الکترونها صورت می‌گیرد . پس از جدا شدن از آخرین دیند ، گروه بزرگ الکترونها که از یک الکترون نوری منفرد پدید آمده است توسط آند جمع می‌شود . با اندازه‌گیری جریان آند مقدار انرژی که بر روی کاتد نوری می‌تابد تعیین می‌شود .

تکثیر کننده‌ها دارای انواع گوناگونی هستند . در یکی از انواع اصلی آن ، کاتد نوری نسبت به تشعشعات ورودی زاویه‌ای تشکیل می‌دهد و دیندها برای متمرکز کردن الکترونهاى ثانوی در دیند بعدی به شکل فنجان می‌باشند . نوع دیگر این تکثیر کننده‌ها شامل یک کاتد نیمه شفاف است که بر تشعشعات ورودی عمود می‌باشد . الکترونهاى نوری در این نوع تکثیر



شکل ۲-۷ نحوه استقرار دیندها در دو نوع تکثیر کننده نور . ولتاژ زیاد مورد نیاز را توسط یک منبع تغذیه ثابت تهیه می‌کنند و مقاومتهای موجود ، پتانسیل مثبت افزاینده‌ای را برای دیندها ارائه می‌کنند .

کننده از آن سطح از کاتد نوری آزاد می‌شوند که با سطحی که تشعشعات بر آن می‌تابد مخالف است و زنجیره دیندها در آن به شکل مجموعه‌ای از پرده‌های کرک‌های است. دو نوع تکثیر کننده مذکور در شکل ۲۰-۲۷ آورده شده‌اند.

تقویت یا بهره هر تکثیر کننده به دو عامل بستگی دارد. یکی از این دو، تعداد طبقات یا تعداد دیندها و عامل دیگر تعداد الکترونیهای است که با ورود یک الکترون منفرد از طبقه قبلی در هر طبقه آزاد می‌شود. از این رو، در یک سلول نمونه با دوازده عدد دیند، با این شرط که هر دیند چهار برابر تقویت کند، بهره یا  $G$  برابر خواهد بود با:

$$\begin{aligned} G &= 4 \times 4 \times 4 \times 4 \times \dots \\ &= 4^{12} \\ &\approx 1/68 \times 10^7 \end{aligned}$$

با به کار بردن رقمی که در مثال تخمینی قبل برای جریان پدید آمده از یک سلول نوری معمولی به دست آوریم جریان خروجی یک تکثیر کننده نوری که در هر ثانیه ۲۰۰ فوتون دریافت می‌کند به قرار زیر خواهد بود:

$$\text{آمپر } 5 \times 10^{-11} \approx \text{آمپر } 1/68 \times 10^7 \times 200 \times 10^{-18}$$

جریانی به مقدار فوق را می‌توان براحتی با سیستمهای الکترونیکی فرعی اندازه گرفت. جریانهایی را که احتمالاً از سیستم تلسکوپهای مختلف به دست می‌آیند می‌توان در صورتی که حساسیت طیفی چشم و کاتد نوری تقریباً مشابه فرض شود طبق مراحل زیر تخمین زد. مردمک چشم با قطر ۸ میلی‌متر می‌تواند ورود ۲۰۰ فوتون نور در ثانیه را تشخیص دهد که این انرژی با مقدار انرژی ساطع شده از یک ستاره قدر شش مشابه است. این انرژی معادل میزان انرژی ورودی زیر می‌باشد:

$$\frac{200 \times 4}{(\lambda)^2 \pi} \text{ فوتون در ثانیه در میلیمتر مربع}$$

در تلسکوپ به قطر  $D$  (بر حسب میلیمتر) مقدار انرژی جمع‌آوری شده در آن برابر است با:

$$\frac{200 \times 4 \times D^2 \pi}{(\lambda)^2 \pi \times 4} = \frac{200 D^2}{64} \text{ فوتون در ثانیه}$$

چنانچه بازده کوانتومی را ۱۰ درصد، بهره دستگاه تکثیر کننده نور را  $10^7$  و مقدار بار الکتریکی هر الکترون را  $1.6 \times 10^{-19}$  فرض کنیم جریان خروجی به قرار زیر خواهد بود:

$$I = \frac{D^2}{\gamma} \times 10^{-12} \times 10^{-19} \times 1/6 \times 10^7 \times 0.1 \times 10^7 \times 1/6 \times 10^{-19} = \frac{200 D^2}{64}$$

هنگامی که تلسکوپ را به سوی یک ستاره با قدر شش نشانه می‌رویم، این جریان پدید می‌آید. با به کار بردن معادله پآگسون (معادله ۵-۱) جریانی که بر اساس روشنایی ستاره مورد مشاهده به دست می‌آید به قرار زیر است:

$$I = \frac{D^2}{\gamma} \times 10^{-12} \times 2/512 - (m - 6) \quad (2-20)$$

که  $m$  قدر ستاره می‌باشد. به عنوان نمونه، رصد یک ستاره با قدر ۱۱ را با یک تلسکوپ ۵۰۰ میلیمتری در نظر بگیرید. سیگنال خروجی تلسکوپ بدین ترتیب برابر است با:

$$I = \frac{(500)^2}{\gamma} \times 10^{-12} \times 10^{-2} \\ = 1/25 \times 10^{-9} \text{ آمپر}$$

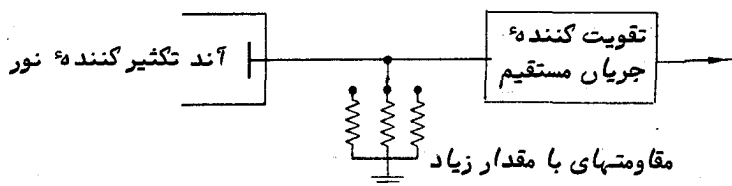
به دلیل گستردگی حساسیت طیفی و بهره‌های تکثیر کننده‌های نور نباید معادله (۲-۲۰) را کاملاً "قطععی و بدون تغییر دانست. به طور کلی سه روش اساسی در اندازه‌گیری سیگنال خروجی یک دستگاه تکثیر کننده نور وجود دارد که در زیر به طور خلاصه به هر یک از آنها می‌پردازیم.

### ۲۰-۱۰-۲ تقویت جریان مستقیم

در این روش جریان را از مقاومتی با مقدار زیاد گذارنده سپس ولتاژ ایجاد شده در آن را تقویت می‌کنند. در شکل ۲۰-۸ طرح ساده‌ای از این روش را ملاحظه می‌کنید. طبق قانون اهم، اندازه ولتاژ ایجاد شده را به ازای هر مقدار تقویت اضافی می‌توان تخمین زد. بدین ترتیب اگر جریان آند دارای مرتبه  $10^{-12}$  آمپر و مقدار مقاومت  $10^9$  اهم باشد ولتاژ ایجاد شده برابر خواهد بود با:

$$V = 10^{-12} \times 10^9 \\ = 10^{-3} \text{ ولت}$$

غالبا " سعی می‌کنند بهره‌ تقویت کننده‌ جریان مستقیم را ثابت نگهدارند و با استفاده از مجموعه‌ای از مقاومتهای مقدار زیاد و یک کلید چند حالتی، سطح سیگنال گوناگونی به وجود آورند . اگر بهره‌ تقویت جریان مستقیم عاری از خطا و اشتباه باشد ، می‌توان عمل نورسنجی را با دقت تمام انجام داد . سیگنال خروجی نهایی را می‌توان توسط یک قلم ثبات به نمایش درآورد و نیز می‌شود که انتگرال آن را گرفت و آن را با رقم نشان داد . دقت نورسنجی در این گونه سیستمها متضمن مدارهای الکترونیکی و یا شیوه‌ نمایش است و معمولا " مقدار آن تا ۱% می‌رسد .



شکل ۲۰-۸ روش تقویت جریان مستقیم

### ۲۰-۱۰-۳ تقویت جریان متناوب

با قرار دادن یک تیغه قطع کن چرخان در مسیر تشعشعات ، سیگنال خروجی تکثیرکننده نور به شکل یک جریان متناوب ( A. C. ) در می‌آید که نیازمند تقویت به روشهای ساده‌ای است . البته از این روش در نورسنجی معمولی بندرت استفاده می‌شود و شاید مهمترین انتقاد وارد بر این روش این باشد که در صورت استفاده از ساده‌ترین سیستمهای قطع کننده ، نیمی از تشعشع ورودی از بین می‌رود . اما با به کار بردن قطع کنی که به طریقه خاصی طرح‌ریزی شده باشد می‌توان ترتیبی اتخاذ کرد که هر گاه یک تیغه دستگاه مانع نور ستاره گشت تیغه مذکور باعث انعکاس نور یک چراغ در آشکار ساز شود . با تنظیم جریان چراغ می‌توان توازن بین شدت نور چراغ و شدت نور ستاره که می‌خواهیم آن را بسنجیم ایجاد کرد . در هنگام توازن ، سیگنال جریان متناوب تکثیر کننده محو می‌شود . حال ، قدرت نور ستاره را می‌توان با جریان و در نتیجه انرژی تولید شده از چراغ مقایسه کرد . این نوع سیستم توسط اُهمَن متداول شد .

گرچه معمولا " در آشکارسازهای تکثیر کننده نور از روش تقویت جریان متناوب استفاده

نمی‌شود، ولی کاربرد زیادی با سایر انواع آشکار ساز دارد، آشکارسازهایی که برای نورسنجی در ناحیه نور مادون قرمز دریچه نوری به کار می‌روند.

### ۲۰-۱۰-۴ نورسنجی شمارش تپش

جریانی که توسط مراحل تقویت جریان مستقیم اندازه‌گیری می‌شود، سیلان متوسط الکترونها را از آند دستگاه تکثیر کننده نور نشان می‌دهد. این سیلان از تپشهای الکترونها ناشی می‌شود که هر یک از آنها نتیجه آزاد کردن یک الکترون نوری منفرد از کاتد است اگر خروجی یک تکثیر کننده نور را به یک اسیلوسکوپ (نوسان نما) متصل کنیم، این تپشها را بسادگی می‌توانیم ببینیم. چون تعداد الکترونها نوری اولیه با شدت نور تابیده شده بر روی کاتد نوری تناسب مستقیم دارد، تعداد تپشهایی که در آند پدید می‌آید نیز با آن نسبت مستقیم خواهد داشت. از این رو، با اندازه‌گیری میزان تشکیل تپشها یا با شمارش تعداد تپشها در مدتی معین، می‌توان شدت تشعشعات را تعیین کرد. چون خروجی مورد نظر به شکل رقم است، بلافاصله برای کامپیوتر قابل بررسی می‌باشد.

هر تپش مقداری بار حمل می‌کند که بسادگی از بهره دستگاه آشکار ساز معلوم می‌شود. این تپشها چنان هستند که گویی با ظرفیتی به وجود آمده‌اند که با ظرفیت جذب پارازیت کابلها تعیین می‌شود؛ و پایینترین ظرفیت همین ظرفیت کابلها و بیشترین ظرفیت، ولتاژ تپش می‌باشد. از این رو، ولتاژ تپشها را می‌توان طبق مراحل زیر تخمین زد. با استفاده از مقدار بار هر الکترون منفرد و تصور مقدار  $10^7$  برای بهره می‌توان بار حمل شده توسط هر تپش را تعیین کرد:

$$\text{کولن } 10^{-12} \times 1/6 = 10^7 \times 10^{-19} \times 1/6$$

در این حال ولتاژ،  $V$ ، یک خازن با ظرفیت  $C$  و بار  $Q$  به قرار زیر است:

$$V = \frac{Q}{C}$$

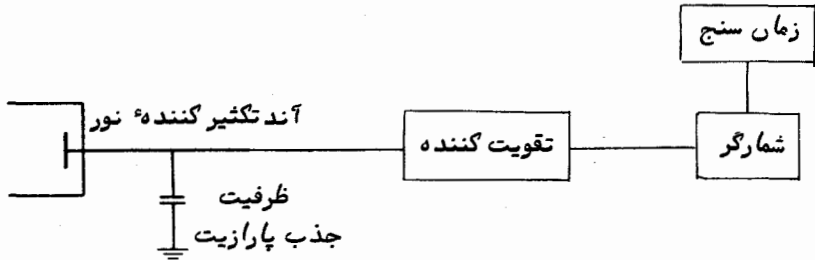
اگر ظرفیت جذب پارازیت را تا مقداری مثلا  $10^{-11}$  فاراد (۱۰ پیکوفاراد) پایین نگه داریم، در این صورت ولتاژی که در آن به وجود می‌آید برابر خواهد بود با:

$$V = \frac{1/6 \times 10^{-12}}{10^{-11}}$$

ولت ۰/۱ =



قبل از این که تپشها را توسط یک دستگاه شمارگر بشمارند ، طبیعتاً تقویت بیشتری لازم است و این کار به وسیله یک تقویت کننده تپش صورت میگیرد (شکل ۲-۹ را ملاحظه کنید). باید یادآور شد که تولید الکترونهاى ثانوى توسط دیندها مرحله‌ای آماری است و در ارتفاع ولتاژ تپشها تفاوتی وجود دارد .



شکل ۲-۹- نمایشی از یک نور سنج ساده شمارش تپش

تشکیل الکترونهاى نوری اولیه نیز یک فرآیند آماری است . مقدار بازده کوانتمی برابر است با تعداد میانگین فوتونهاىی که لازم است برکاتد نوری تابیده شوند تا یک الکترون نوری آزاد شود و نمی توان گفت کدام فوتون در تحریک و پیدایش هر تپش دخیل بوده است . هنگامی که سطح نور اندک است ، تعداد فوتونهاى اندازه گیری شده کم می باشد و در میزان تپشهای شمارش شده تغییراتی مشاهده خواهد شد . از شمارشهای متوالی در مدت زمان ثابت انتگرال گیری به مقداری میانگین دست می یابند . در این شرایط ، گفته می شود که موارد ثبت شده دارای پارازیت ناگهانی فوتونی هستند . با این فرض که سایر پارازیتها را مهم تلقی نکنیم ، هر شمارشی ،  $N$  ، را که در جریان انتگرال گیری به دست آوریم ، خطایی حدود  $\sqrt{N}$  خواهد داشت . از این رو ، هر مورد ثبت شده ای را به شکل  $N \pm \sqrt{N}$  بیان می کنند و کسر عدم قطعیت هرگونه نورسنجی به قرار زیر می باشد :

$$\frac{\sqrt{N}}{N} = \frac{1}{\sqrt{N}}$$

بنابراین بسادگی می بینیم که اگر اندازه گیریها را با میزان دقت ۱ درصد بخواهیم انجام دهیم ، در این صورت زمان انتگرال گیری لازم است که طی آن مجموع شمارش  $N > 10^4$  باشد که آن نیز به روشنایی جسم مذکور و دهانه تلسکوپ بستگی دارد . با ثبت مجموع شمارشهای بیشتری می توان بدقت بالاتری دست یافت . همچنین ممکن است در سیگنالهای

خروجی تهیه شده از روشهای آشکار سازی جریان مستقیم یا جریان متناوب نیز پارازیت ناگهانی فوتونی وجود داشته باشد که این بستگی به سطح نور دارد .

۲۰-۱۰-۵-زمینه تاریک

اگر هیچ نوری به تکثیر کننده نور نرسد ، باز هم جریان خروجی اندکی وجود خواهد داشت . این فرآیند را زمینه تاریک یا سیگنال پنهان می نامند و منبع پیدایش آن اساساً الکترونیایی است که انرژی گرمایی کافی دارند تا خود بخود از کاتد نوری جدا شوند . اندازه زمینه تاریک را بدین ترتیب می توان با قرار دادن دستگاه تکثیر کننده نور درون یک محفظه سرد که اغلب با یخ خشک (  $CO_2$  جامد ) خنک می شود کاهش داد . بنابراین هر سیگنال ثبت شده ترکیبی از پاسخ دستگاه آشکار ساز نسبت به نور به علاوه زمینه تاریک می باشد . هنگام مشاهده اجرام کم نور ممکن است سیگنال پنهان به حدی زیاد باشد که لازم شود آن را به طور مجزا اندازه بگیرند و سپس مقدار آن را از مقدار سیگنال کل کم کرد . اگر اندازه سیگنال پنهان کاملاً معلوم بود ، اثر آن در اندازه گیری به دست آمده از اجرام کم نور تأثیر نامطلوبی نمی گذاشت . البته ، گسیل الکترونیهای حرارتی در مورد الکترونیهای نوری یک فرآیند آماري است و زمینه تاریک تغییرات پارازیت ناگهانی از خود نشان می دهد . هرگونه اندازه گیری این زمینه دارای خطایی است که این به نوبه خود بر دقت میزان سنجش سطح نور ضعیف تأثیر می گذارد .

## ۲۰-۱۱-اقدر حدی

دریافتیم که دقت نورسنجی در نهایت امر با تعداد الکترونیهای نوری ثبت شده تعیین می شود . با تعمیم این نظریه واضح است که هر جسم تنها هنگامی آشکار شده به نظر می رسد که تعداد الکترونیهای تولید شده توسط نور به مقداری بالاتر از تعداد زمینه رسیده باشد . مدت زمانی که صرف رسیدن تعداد الکترونها به این مقدار می شود به تعداد فوتونهایی که از منبع می رسد و همچنین به اندازه تلسکوپ به کار رفته بستگی دارد . پس اصولاً ، منابع کاملاً ضعیف و کم نور را می توان با زمانهای انتگرال گیری بسیار طولانی آشکار کرد . در عمل به دلیل برخی از اختلالات موجود در شرایط آزمایشگاهی مثل تغییرات دما که سطح سیگنال پنهان را متغیر می کند محدودیتی برای آن قائل می شوند .

هنگامی که از یک نورسنج از نوع سلول فتوالکتریک در آشکار سازی منابع ضعیف استفاده می شود ، سیگنال زمینه تنها سیگنالی نیست که از آشکار ساز به دست می آید بلکه با سیگنالی همراه است که از قسمت کوچکی از آسمان اخذ شده و ضرورتاً در میدان دید آشکار ساز واقع

شده است. سطح سیگنال آسمان احتمالاً " در خلال یک شب تغییر می‌کند و علاوه بر آن دارای پارازیت ناگهانی فوتونی نیز می‌باشد. آنچه که باعث به وجود آمدن محدودیت نهایی در آشکارسازی ستارگان کم نور می‌شود، همین زمینه آسمان است. نتایج به دست آمده از تلسکوپ ۱۵۰ اینچی (۳/۸۱ متری) کیت پیک واقع در آریزونا نشان می‌دهد قسمت کوچکی از آسمان، به طول ۱۰ ثانیه قوسی، معادل روشنایی یک ستاره قدر هفدهم است و سبب تحریک ۲۰۰۰ الکترون نوری در ثانیه می‌شود. در حالی که یک ستاره قدر بیست و سوم تنها ۱ الکترون نوری در ثانیه تشکیل می‌دهد. برای آشکار کردن چنین ستاره‌ای در زمینه آسمان و اندازه‌گیری آن با دقت ۱/۰<sup>±</sup> قدر، کل زمان مشاهده حدود ۹۰ دقیقه به طول می‌انجامد.

اگر دستگاههای آشکار سازی با بازده کوانتومی بیشتری در دسترس باشد، می‌توان از زمان انتگرال‌گیری که برای تشخیص اجرام کم نور لازم است، کاست. این عمل در آینده نزدیک با به کار بردن دستگاههای نیمه هادی ممکن می‌شود. حد نهایی مورد نظر، ساختن آشکاری با بازده کوانتومی ۱۰۰ درصد است. در صورت نیل به چنین بازدهی، موارد عدم قطعیت موجود در اندازه‌گیریهای اجرام بسیار کم نور، ناشی از نوسانات و تغییرات آماری در میزان تشکیل الکترونهای نوری خواهد بود که بطور مستقیم به تغییرات آماری در ورود کوانتمها بستگی دارد.

بدیهی است که منظور از هر مشاهده، استخراج کل اطلاعات از تشعشعات جمع‌آوری شده است که به تعداد فوتونهای حمل شده توسط آن تشعشعات بستگی دارد.

## ۲۰ - ۱۲ مقایسه آشکار سازهای عکاسی و فتوالکترونیک

به احتمال، مهمترین تفاوت دو نوع آشکار ساز فوق مقدار بازده کوانتومی است که در دستگاه آشکار ساز فتوالکترونیک یکصد بار بیشتر از بازده صفحه عکاسی است. در مقابل این حالت، صفحه عکاسی دارای قابلیت ثبت شدتهای موجود در نقاط مختلف یک تصویر بطور همزمان می‌باشد. پس در وهله اول، هنگامی که در یک مورد سنجش، دانستن شدت یکصد نقطه تصویر لازم است، بازده صفحه عکاسی معادل بازده دستگاه فتوالکترونیک می‌باشد و چنانچه تعداد نقاط تصویر بیش از این مقدار باشد، صفحه عکاسی برتری خواهد داشت. البته باید به یاد داشت که دقت به دست آمده به ازای شدت هر نقطه از تصویر به احتمال زیاد در عکاسی کمتر است.

یکی از معایب نورسنجی به روش عکاسی این است که برای هر تصویر، منحنی درجه‌بندی لازم است که این عمل محتاج صرف وقت در آزمایشگاه می‌باشد. در نورسنجی تطبیقی، تأثیر خطی پدیده فتوالکترونیک سبب رفع این احتیاج می‌شود. اگر حتی منحنی درجه‌بندی را نیز

حذف کنیم، باز هم برای تجزیه صفحات عکاسی به صرف زمان در آزمایشگاه نیاز داریم.

جدول ۲۰-۱ مقایسه دو نوع آشکار ساز اصلی

موضوع	آشکار ساز عکاسی	آشکار ساز فتو الکتریک
بازده کوانتومی	۰/۱ %	۱۰ %
درجه بندی	در موارد نورسنجی برای هر یک از تصاویر درجه بندی لازم است. درجه بندی به طول موج بستگی دارد.	برای نورسنجی تطبیقی متداول به درجه بندی احتیاج نیست.
پاسخ فضایی	در این روش می توان به طور همزمان چندین نقطه از تصویر را ثبت کرد. در ضمن این تصاویر دارای تفکیک فضایی خوبی هستند.	این روش تنها به انرژی کلی پاسخ می-گوید و نمی تواند تمایزی در تجزیه فضایی ایجاد کند.
گستره	در هر تصویر می توان فقط مقادیر محدودی از روشنایی را مراعات کرد.	گستره مذکور بسیار وسیع است.
خروجی	به تجزیه توسط وسایل و ابزار آزمایشگاهی نیاز دارد.	بلافاصله برای اخذ نتیجه و تفسیر آماده می باشد.
توانایی در ثبت اجرام کم نور توسط انتگرال-گیری	در مرحله ظهور می توان به آن دست یافت.	توسط مدارهای فرعی الکترونیک صورت می گیرد.
میزان پیچیدگی سیستم	نسبتاً ساده است.	مدارهای الکترونیکی دائم احتیاج می باشد تا ولتاژ زیاد مورد نیاز دستگاه و نیز سیگنال خروجی تهیه شود.
میزان پوشش طول موج نوری	تقریباً در هر دو نوع یکسان می باشد و از نور ماورای بنفش آغاز می شود و از ناحیه بصری آن ( مرئی ) گذشته تا مجاورت نور مادون قرمز امتداد می یابد.	

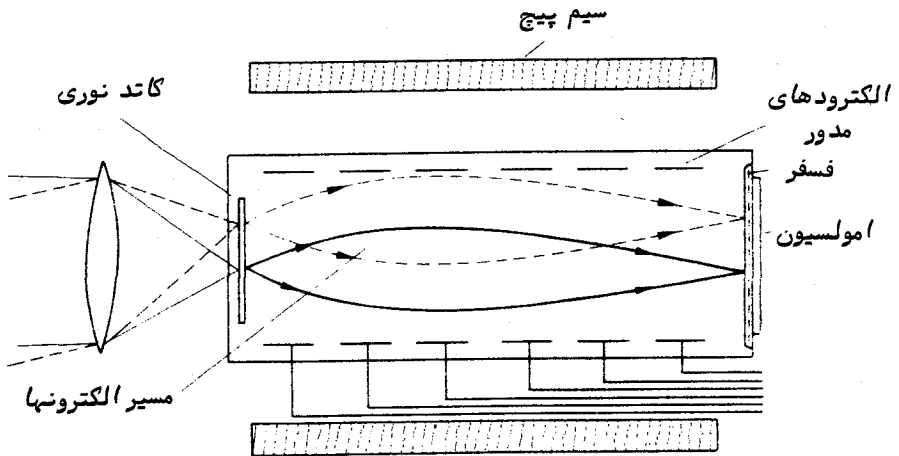
اطلاعات به دست آمده از روش فتوالکتتریک معمولا " به گونه‌ای است که بلافاصله در دسترس می‌باشد یعنی در برخی موارد ، خروجی را می‌توان بطور مستقیم توسط کارتهای پانچ شده یا نوار به یک کامپیوتر داد .

سهولت نسبی مراحل عکاسی جالب توجه است . حتی اگر ناظر دارای مهارت کافی نباشد . معمولا " می‌تواند از روش عکاسی تا اندازه‌ای در ثبت تصاویر استفاده کند . البته وی مجبور است تا پس از مرحله ظهور فیلم و تجزیه تصویر انتظار بکشد تا ببیند آیا اطلاعات مفیدی کسب کرده است . استفاده از وسایل و تجهیزات فتوالکتتریک نیازمند دانش و مهارت در به کار بردن سیستمهای الکترونیک می‌باشد اما ظاهر شدن نتیجه در اسرع وقت نشان می‌دهد آیا اطلاعات ذیقیمتی در خروجی وجود دارد یا نه .

در جدول ۲۰-۱ خلاصه‌ای از مقایسه بین روشهای مهم آشکارسازی نورسنجی ارائه شده است .

## ۲۰ - ۱۳ مبدلهای تصویر

مبدل تصویر یا تشدید کننده تصویر وسیله‌ای است که در آن فرآیندهای عکاسی و فتوالکتتریک به صورت ترکیبی به کار می‌رود ( شکل ۲۰-۱۰ را ملاحظه کنید) . مرحله اولیه



شکل ۲۰-۱ یک تشدید کننده ساده تصویر الکترونیکی که از کاتد نوری آزاد شده‌اند بر روی فسفری که پشت آن مولسیون قرار دارد توسط میدانهای یکنواخت الکتریکی و مغناطیسی متمرکز می‌شوند .

آشکارسازی یک تصویر با به کار بردن یک کاتد نوری انجام می‌شود که مزیت کاتد دارا بودن بازده کوانتیمی نسبتاً زیاد است. مجموعه‌ای از الکترودهای شتاب دهنده رانیز در آن نصب کرده‌اند تا الکتروندهای نوری کسب انرژی کنند و به ماده فسفر موجود در دستگاه برخورد کنند و ماده مذکور بر اساس تعداد الکتروندهایی که دریافت می‌کند از خود نور ساطع می‌کند. بلافاصله بعد از فسفر یک صفحه عکاسی قرار داده می‌شود تا توزیع شدت پدید آمده بر روی فسفر را ثبت کند. نوری که تصویر نهایی بر اساس آن تشکیل می‌شود خیلی از مقدار نور اصلی که بر روی کاتد نوری تابیده می‌شود، بیشتر است. میزان تقویت به انرژی که الکتروندهای شتاب داده شده هنگام عبور از لوله کسب کرده‌اند و نیز به بازده فسفر بستگی دارد.

علاوه بر این، الکترودهای شتاب دهنده وسیله‌ای برای متمرکز کردن مسیرهای هر الکترون که از کاتد نوری گسیل می‌شوند، هستند. به این ترتیب، هر نقطه از فسفر که یک الکترون به آن برخورد می‌کند با یک نقطه معین از سطح کاتد نوری مطابقت دارد. البته، نقطه مذکور به نوبه خود بر یک نقطه در تصویر اولیه منطبق است. در روی صفحه پشت فسفر، رابطه یک به یکی بین تصویر ثبت شده و جزئیات موجود در تصویر اصلی وجود دارد. بدین ترتیب، مبدل تصویری می‌تواند تصاویر اجرام طویل را به نحو مطلوبی با استفاده از بازده کوانتیمی مناسب ماده کاتد نوری و توانایی ثبت فضایی صفحه عکاسی پدید آورد.

## ۲۰- ۱۴ سیستمهای تلویزیونی وسایر آشکار سازها

سیستمهای حساس تلویزیونی مختلف را نیز در آشکار سازی به کار می‌برند. از جمله مزیت‌هایی که این وسایل دارند، بازده کوانتیمی زیاد، پوشش طیفی وسیع، گستره بزرگ و پویا، نداشتن عیب دو جانبه در نور دادن‌های بلند مدت و سرانجام ارائه اطلاعات به شکلی است که برای کامپیوترهای رقمی مناسب می‌باشد. در حال حاضر، برای تشخیص میدان و سیستمهای هدایت چندین تلسکوپ از سیستمهای تلویزیونی استفاده می‌شود.

یکی از اقداماتی که موفقیت فراوانی کسب کرده سیستم شمارش فوتونهای تصویر (IPCS) می‌باشد که برای آشکارسازی الکتروندهای نوری منفرد به کار می‌رود و موقعیت مبدأ آنها را از درون یک تصویر دو بعدی تعیین می‌کند و به این ترتیب تصویری به وجود می‌آید. دستگاه کامل شامل یک دوربین تلویزیونی است که از طریق آن صفحه فسفری دستگاه شدید کننده چند مرحله‌ای تصویر می‌نگرند. دستگاه شدید کننده تصویر سبب تقویت تصویر می‌شود تا جایی که یک الکترون نوری منفرد را می‌توان بالاتر از سطح پارازیت خواندن دوربین تلویزیونی آشکار کرد. میزان تعداد قابهای تصویر دوربین مذکور باید بحدی زیاد باشد که احتمال رسیدن بیش از یک الکترون نوری از یک عنصر از تصویر تفکیک شده در خلال یک قاب

تصویر کاملاً کم باشد و زمان تجزیه فسفر باید آنقدر کوتاه باشد تا یک الکترون نوری یکسان در قابهای تصویر متوالی دوبار شمارش نشود. برای هدایت و فرمان دستگاهها از یک کامپیوتر استفاده می شود و بروز الکترونهای نوری در مناطقی از حافظه آن که بطور همزمان با محصل شبکه خطوط افقی تلویزیون باز و بسته می شوند ضبط می گردد. سیستم شمارش فوتونهای تصویر ( IIPCS ) که توسط باکسن برگ<sup>۱</sup> ارائه شد در طیف سنج تلسکوپ انگلوآسترالیان به عنوان آشکار ساز برای ثبت طیفهای ضعیف ستاره نماهای کم نور به کار رفته است .

تکنولوژی علم الکترونیک با پیشرفت و گسترش روز افزون خود سبب پیدایش فنون و ابزاری می شود که آشکارسازی دقیق دوبعدی را ممکن سازد و این ابزار بنا به عملکردشان در ستاره شناسی مورد ارزیابی دائم قرار گیرند. آشکارسازهای ترانزیستوری مثل CCD<sup>۱</sup> (وسيله‌ای که از نظر بار با یکدیگر جفت و متصل شده است) دارای ردیفی دو بعدی از آشکارسازهای منفردند که تحت نظارت و فرمان کامپیوتر، قوه زیادی برای ثبت تصاویر ضعیف در صفحه کانونی تلسکوپ یا روی صفحه طیف سنج ایجاد می کنند. علی رغم این نکته، بحث درباره این وسایل و ابزارهای پیچیده از حوصله این کتاب خارج است .

با این وجود می توان گفت در خلال پنجاه سال گذشته، اندازه بزرگترین تلسکوپهای جهان تغییر چندان مهمی نکرده است، ولی این حقیقت که کارآیی آنها بیشتر شده و می توانند نسبت به زمانی که برای اولین بار به کار گرفته شده اند اجرام کم نورتری را رصد کنند؛ گواه بر پیشرفت سیستمهای مطلوب آشکارسازی است .

## مسائل فصل بیستم :

- ۱- یک تلسکوپ به قطر ۳۰۰ میلیمتر برای کاوش در زمینه‌ای از ستارگان به کار می رود. هنگامی که آن را در دو حالت زیر به کار می بریم، قدرهای حدی آن را مقایسه کنید :
  - الف - در حالت بصری
  - ب - در حالت عکاسی با مدت نور دادن ۱۵ دقیقه .
- ۲- هنگام اجرای نورسنجی به طریقه فتوالکتریک با یک سیستم معین، متوجه شدیم که یک ستاره قدر چهارم<sup>۴</sup> ۱۰ الکترون نوری اولیه در هر ثانیه تولید می کند. مدت زمان انتگرال گیری برای این که میزان دقت نورسنجی درباره یک ستاره قدر نهم ۱٪ باشد چقدر است ؟ ( تصور کنید که شمارش زمینه صفر و آشفستگی برق زنی ناچیز باشد ) .

## اندازه گیریهای نجومی

### ۲۱ - ۱ مقدمه

در فصلهای قبل دیدیم که وظیفه اصلی یک ستاره شناس مشاهده گر، آشکارسازی تشعشعات الکترومغناطیسی است که از فضا می رسد. اندازه گیریهای اساسی شامل تعیین جهت ورود تشعشعات، قدرت و نحوه قطبش آنها می باشد. البته در صورت امکان، تشعشعات را در گستره وسیعی از طول موج اندازه می گیرند. بعلاوه، تغییرات وابسته به زمان را نیز در پارامترهای این تشعشعات مورد بررسی قرار می دهند.

اکثر اندازه گیریها با توجه به مقیاسهای پذیرفته شده بین المللی انجام می شود. سیر تکاملی این مقیاسها تا اندازه های به سبب ماهیت منابعی که مورد مشاهده اند و تا اندازه های به علت نحوه توسعه و گسترش ابزار تجزیه و آشکار سازی بوده است. در این فصل برخی از اندازه گیریهای نوری اساسی را بنا به روشها و وسایلی که در آنها به کار گرفته می شود، مورد بحث قرار می دهیم. روشهایی که می توان اثرات جوی زمین را به کمک آنها محاسبه کرد و مقیاسهایی که برای تشریح این اندازه گیریها برگزیده شده اند.

### ۲۱ - ۲ اندازه گیریهای موضعی

به احتمال متداولترین نوع اندازه گیری موضعی، ثبت مختصات اجرام سماوی است. این گونه اندازه گیریها ممکن است به ارزیابی مدار یک سیاره یا ستاره دوتایی، فاصله ستارگان به روش اختلاف منظر و بررسی نحوه توزیع ستارگان در فضا بینجامد.

متداولترین طریقه این کار، عکسبرداری قسمتی از آسمان مورد نظر به وسیله یک تلسکوپ یا دوربین مناسب و در دسترس است. چندین ستاره مرجع را با مختصات پذیرفته شده بر می گزینند و مواضع این ستارگان و ستارگان مورد نظر را با به کار بردن یک میکروسکوپ دو مختصه ای یا دستگاه اندازه گیر می سنجند. صفحه عکاسی را به میزی متصل می کنند که می تواند توسط پیچهای ریزسنگ بسیار دقیقی در دو جهت ( $X$  و  $Y$ ) تنظیم شود. قسمت کوچکی از این



صفحه را می‌توان با میکروسکوپی که به چارچوب اصلی دستگاه متصل است مشاهده کرد. حرکت پیچهای ریزسنگ سبب می‌شود همه قسمت‌های صفحه در معرض دید قرار گیرد و اگر آنها را طوری تنظیم کنند که خطوط متقاطع موید درون میکروسکوپ هر تصویری را به دو نیم کند، موضع تصویر ممکن است بر حسب  $X$  و  $Y$  تعیین شود. با اندازه‌گیری مختصات  $X$  و  $Y$  ستارگان مرجع می‌توان اندازه موضع هر جسم سماوی دیگر را بر حسب  $X$  و  $Y$  به مختصات نجومی یعنی زاویه بعد و میل تبدیل کرد. چون معمولاً "صفحه عکاسی تصویر کره سماوی را بر روی یک سطح مسطح ثبت می‌کند، برای انجام مراحل تبدیل، فرمولهای خاصی که از مثلثات کروی مشتق شده‌اند ضروری می‌باشند.

برای اندازه‌گیری صفحات به دست آمده از ستارگان سیستمهای خودکار متنوعی به کار می‌رود. مثلاً "هرگاه یک ستاره بر روی خطوط مشبک چشمی واقع می‌شوند، به جای خواندن مقدار  $X$  و  $Y$ ، می‌توان آنها را توسط دستگاه ویژه بر روی کاغذ چاپ یا سوراخ کرد. حتی ممکن است از دستگاههایی استفاده کرد که بطور خودکار صفحه عکاسی را بررسی می‌کنند و تصاویر ستارگان را می‌یابد. چنین دستگاه کاملاً "دقیقی که با کلمه Galaxy (حروف اول عبارت General Automatic Luminosity and XY) مشهور شده در رصدخانه سلطنتی واقع در ادینبورگ به کار رفته است.

گاهی قبل از اندازه‌گیری موضع اجرام متحرک یا ستارگان متغیر میکروسکوپ خاصی برای شناسایی و تشخیص این اجرام به کار می‌رود. دستگاه مذکور که به نام میکروسکوپ چشمکی معروف است، دارای دو عدد نورد می‌باشد که دو صفحه عکاسی بر آن قرار داده می‌شود و هر یک از صفحات در زمانهای متفاوت قسمت یکسانی از آسمان را عکسبرداری می‌کنند. دستگاه را طوری ترتیب داده‌اند که زمینه ستاره‌های یکسانی در زمانهای متوالی بر روی صفحه عکاسی بیفتد. جسمی که در فاصله عکسبرداری دو صفحه در زمینه ستارگان حرکت کرده باشد به نظر می‌رسد بین دو موضع ثبت شده در زمینه ثابت ستارگان پرش کرده است و در مورد یک ستاره متغیر مشاهده می‌شود که در زمان کار میکروسکوپ تپش حاصل گردیده است.

برخی از اندازه‌گیریهای موضعی تنها به یک مختصه نیاز دارد و در این موارد لازم نیست تلسکوپ در دو جهت  $X$  و  $Y$  حرکت کند. برای مثال، اندازه‌گیریهای سرعت شعاعی، مقایسه خطوط طیفی ستارگان و خطوط طیفی آزمایشگاهی بر روی یک صفحه عکاسی را می‌توان با یک میکروسکوپ تک مختصه‌ای انجام داد.

میزان دقتی که این اندازه‌گیریهای موضعی طی آن به دست می‌آیند به چندین پارامتر بستگی دارد، که یکی از آنها دقت میکروسکوپ می‌باشد که معمولاً "به نحوه حرکت پیچهای ریزسنگ مربوط است. عدم قطعیت هر موضع، بطور نمونه  $1 \times 10^{-3} \pm$  میلیمتر است و ایسن

رقم را می‌توان برای تعیین عدم قطعیت پارامتر مورد اندازه‌گیری به کار برد.

### ۲۱ - ۳ سیستمهای قدر

پاسخ هر سیستم آشکار ساز به انرژی که بر روی آن می‌تابد بطور وضوح به قدرت تشعشعات رسیده وابسته است. پاسخ مذکور علاوه به توزیع بسامد انرژی و حساسیت طیفی دستگاه آشکار ساز نیز بستگی دارد. در برخی از اندازه‌گیریها هنگامی که حساسیت طیفی تحت نظارت است و با فیلترهای رنگی تغییر می‌کند، لازم است پاسخ آشکار ساز مقایسه شود. همچنین می‌توان منابع دارای منحنیهای مختلف انرژی را نیز مقایسه کرد.

یک سیستم کامل آشکار ساز - از جمله عدسیهای پیشین آن - را که ممکن است انتقال مؤثر آن به طول موج بستگی داشته باشد می‌توان دارای یک باند عبوری تصور کرد و این باند گستره‌ای از طول موجهایی است که دستگاه مذکور نسبت به آن حساس می‌باشد. واضح است که دستگاه نسبت به انرژی در همه طول موجهای موجود در آن گستره بطور یکسان حساسیت ندارد و خود دارای منحنی پاسخ طیفی بخصوصی است.

فرض کنید دستگاهی در اختیار داشته باشیم و از آن در اندازه‌گیری روشنائیهای ستارگان استفاده کنیم. با تعیین یک ستاره مرجع یا مجموعه‌ای از ستارگان معیار (مبحث مربوط به معادله ۵-۲) را مطالعه کنید (مقیاسی از قدر به وجود می‌آید که از مقایسه پاسخ دستگاه به ستاره مرجع یا سایر ستارگان معیار می‌توان قدر هر ستاره را تعیین کرد. حال اگر با یک سیستم آشکار ساز دیگر روشنائی آن ستارگان را بسنجیم و در آن باند عبوری متفاوتی ظاهر گردد، بطور کلی در خواهیم یافت که موضع ستارگان بر روی این مقیاس مشابه موضعی نیستند که در مقیاس اول ظاهر شدند. این امر بازتاب این حقیقت است که هر ستاره دارای منحنی انرژی است که با دمای آن تعیین می‌شود و این که سیگنال دستگاه آشکار ساز تابعی از مقدار انرژی است که در محدوده طیفی که نسبت به آن پاسخ می‌دهد بر روی آن می‌تابد. از این رو، هر سیستم آشکار ساز دارای مقیاس قدر خاص خود می‌باشد.

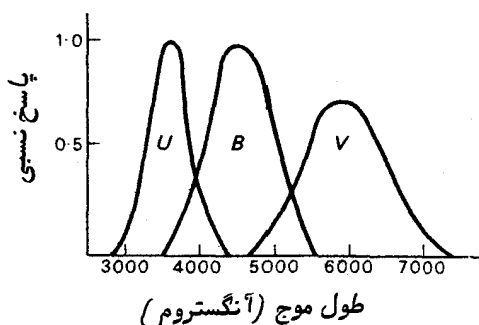
### ۲۱ - ۴ سیستمهای قدر معیار

برای این که مقایسه‌های صریحی بین ایستگاههای رصدکننده صورت گیرد، از سیستمهای آشکار سازی و مقیاسهای قدری که بطور بین‌المللی پذیرفته شده‌اند استفاده می‌شود. واضح است که نخستین سیستم به حساسیت چشم مربوط می‌شود و به نام سیستم بصری ( $M_V$ ) مشهور بود. البته در حال حاضر، سیستم عکاسی بصری ( $M_{PV}$ ) جایگزین این سیستم شده است. بابه کار بردن صفحات عکاسی ارتو کروماتیک که تا طول موج حدود ۵۹۰۰ آنگستروم حساسند

و استعمال فیلتر زرد برای خاتمه پاسخ زیر ۵۰۰۰ آنگستروم ، پاسخ طیفی تقریبا " با پاسخ طیفی چشم برابر می‌شود و دو مقیاس قدر تاحد زیادی تطابق می‌یابند .

در سیستم عکاسی (  $m_{pg}$  ) از صفحات عکاسی استفاده می‌شود که حساسیتهای طیفی آنها از روی عمد محدود شده است و در طول موجی حدود ۵۰۰۰ آنگستروم خاتمه می‌یابد . بنابراین محدوده حساسیت از قسمت آبی طیف تا نور بنفش می‌باشد که در آن جا به علت جو زمین یا عدسیهای تلسکوپ ، انقطاعی وجود دارد . نقطه صفر سیستم عکاسی طوری انتخاب شده که ستارگانی که نمونه طیفی معینی ،  $A_5$  دارند هنگامی که قدر بصری معادل ۶ می‌باشد بر روی مقیاسهای بصری و عکاسی دارای قدرهای مشابه و یکسانی هستند<sup>۱</sup> . ستارگانی را که معیار فرض کرده‌اند در فهرستی به نام مجموعه قطب شمال (  $NPS$  ) ذکر کرده‌اند .

سیستمهای جدید قدر به ترکیب حساسیت طیفی کاتدهای تکثیر کننده‌های فتوالکتریکی و نیز به فیلترهای رنگی برگزیده بستگی دارند . در سیستم  $V$  ،  $B$  و  $U$  که توسط جانسون و مرگان تکمیل شد سه باند استفاده می‌شد که دارای حداکثر حساسیت تقریبی ۴۶۵۰ آنگستروم (  $U$  ) ، ۴۴۰۰ آنگستروم (  $B$  ) و ۵۴۸۰ آنگستروم (  $V$  ) بودند و این سه باند مطابق نواحی ماورای بنفش ، آبی و زرد طیف بودند ( شکل ۱-۲۱ را ملاحظه کنید ) . قدرهایی که در سیستم  $V$  سنجیده شده بود ، دقیقا " معادل آنها می‌است که با مقیاس عکاسی بصری اندازه‌گیری شده بودند . سیستمهای دیگری نیز پیشنهاد شد که شامل عیا حتی تعداد باندهای عبوری بیشتری بودند و بیش از این به آنها نمی‌پردازیم .



شکل ۱۲ - ۱ سیستم بین‌المللی (UBV)

۱- قسمت ۷-۷ کتاب Astronomy: Structure of the Universe نوشته Roy & Clarke

را ملاحظه کنید .

## ۲۱ - ۵ استفاده از تورسنجی چند رنگ

فایده به کار بردن نورسنجی دو یا چند رنگ چیست؟ در قسمت ۴-۶ همین کتاب دیدیم که طبق قانون وین، دمای هر جسم را می‌توان با اندازه‌گیری طول موجی که در آن انرژی رسیده حداکثر می‌باشد اندازه گرفت. هنگام به کار بردن این فن در مورد ستارگان غالباً درمی‌یابیم که ستارگان بحدی داغ هستند که باید قله منحنی انرژی آنها جایی در ناحیه ماورای بنفش باشد، فراتر از جایی که می‌توانیم از طبقات پایین جو زمین آنها را بررسی کنیم. البته، اگر نسبت انرژیها در دو طول موج مختلف را بتوان اندازه گرفت، در این صورت می‌توان برای هر منحنی جسم سیاه یا منحنی انرژی دمایی را تعیین کرد. این موضوع در شکل ۲-۲۱ نشان داده شده و منحنی جسم سیاه به ازای دو دما ترسیم شده است. بابررسی دقیق شکل کاملاً واضح است که:

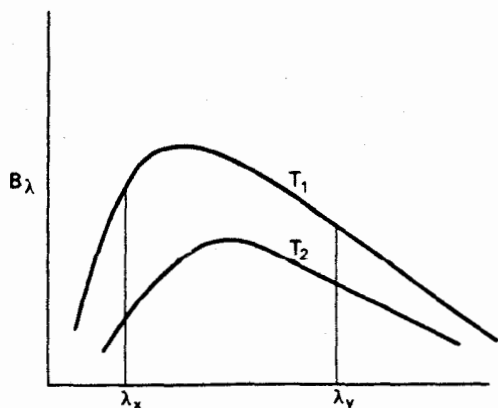
$$\left(\frac{B_{\lambda_2}}{B_{\lambda_1}}\right)_{T_1} \neq \left(\frac{B_{\lambda_2}}{B_{\lambda_1}}\right)_{T_2}$$

بنابراین ممکن است نسبت انرژیهای رسیده در دو طول موج مختلف را به شکل زیر بیان

کرد:

$$\frac{B_{\lambda_2}}{B_{\lambda_1}} = f(T)$$

که در این فرمول،  $f(T)$  یک تابع معلوم است که می‌توان آن را از فرمول پلانک که تعیین‌کننده منحنی جسم سیاه است، به دست آورد.



شکل ۲-۲۱ منحنیهای جسم سیاه به ازای دو دما

فرض کنید روشنایی یک ستاره را در باندهای موجی  $B$  و  $V$  یعنی در طول موجهای  $\lambda_B$  و  $\lambda_V$  اندازه گرفته‌ایم. (تصور کرده‌ایم که تشعشعات ستاره‌ای در مسیر خود به سوی ناظر، تحت تأثیر هیچ گونه جذب انتخابی طول موج قرار ندارند). روشنایی ظاهری یک ستاره در یک طول موج معین با شدت ویژه،  $\mathcal{F}_\lambda$ ، متناسب است که مقدار شدت ویژه به نوبه خود به دمای ستاره بستگی دارد. بدین ترتیب مقادیر روشنایی ظاهری هر ستاره که در دو طول موج  $\lambda_B$  و  $\lambda_V$  اندازه‌گیری شده‌اند به دمای آن ستاره مربوط می‌شود؛ یعنی:

$$\frac{\mathcal{F}_{\lambda_B}}{\mathcal{F}_{\lambda_V}} = f(T).$$

فرض کنید که قدرهای سنجیده شده را با  $B$  و  $V$  نشان دهیم، در این صورت با استفاده از معادله (۴-۵) می‌توانیم بنویسیم:

$$B = k_B - 2.5 \log_{10} \mathcal{F}_{\lambda_B}$$

$$V = k_V - 2.5 \log_{10} \mathcal{F}_{\lambda_V}$$

که  $k_V$  و  $k_B$  اعداد ثابت مناسبی هستند که تعیین کننده نقاط صفر مقیاسهای قدر  $V$  و  $B$  می‌باشند. بنابراین:

$$\begin{aligned} B - V &= k_B - k_V - 2.5 \log_{10} \left( \frac{\mathcal{F}_{\lambda_B}}{\mathcal{F}_{\lambda_V}} \right) \\ &= k_B - k_V - 2.5 \log_{10} f(T). \end{aligned}$$

تفاوت قدر  $(B - V)$  را به نام ضریب رنگ ستاره می‌شناسند و تعیین مقدار آن باعث ارزیابی دمای مؤثر یک ستاره می‌شود. مجموعه‌ای از ضرایب رنگ را می‌توان در مورد هر جفت مقیاس قدر به کاربرد. از این رو، ضرایب رنگ را می‌توان از طریق اندازه‌گیری باندهای  $U$  و  $B$  یا از طریق اندازه‌گیریهای عکاسی قدر  $(m_{pv}$  و  $m_{pg})$  به دست آورد. جدول ۲۱-۱ نشان می‌دهد چگونه ضریب رنگ که از  $B - V$  تعیین می‌شود به دمای سطحی ستاره بستگی دارد.

جدول ۲۱-۱ ضریب رنگ بعنوان تابعی از دما (ستارگان رشته اصلی)

T (بر حسب درجه کلوین)	B-V
۳۵۰۰۰	-۰/۴۵
۲۱۰۰۰	-۰/۳۱
۱۳۵۰۰	-۰/۱۷
۹۷۰۰	-۰/۰۰
۸۱۰۰	۰/۱۶
۷۲۰۰	۰/۳۰
۶۵۰۰	۰/۴۵
۶۰۰۰	۰/۵۷
۵۴۰۰	۰/۷۰
۴۷۰۰	۰/۸۴
۴۰۰۰	۱/۱۱
۳۳۰۰	۱/۳۹

## ۲۱ - ۶ قدرهای تابش سنجی

هنگام مقایسه خصوصیات ستارگان بهتر است سیستم قدری را به کاربرد که از هر سیستم آشکارساز و خصوصیت انتخابی طول موج آن به دور باشد. البته دانستن روشی یا قدر ستارگان درحالی مفید است که با دستگاهی تعیین شود که نسبت به همه طول موجها بطور یکسان حساس می‌باشد. برای این منظور، غالباً از سیستمی به نام مقیاس قدر تابش سنجی استفاده می‌شود. با آگاهی از منحنی انرژی یک ستاره و منحنی پاسخ طیفی دستگاه آشکار ساز برگزیده شده می‌توان محاسباتی را به انجام رسانید بطوری که مقدار کل انرژی قابل دسترس برای اندازه‌گیری توسط یک تابش سنج را پیش بینی کرد. بطور اصولی، مقادیر به دست آمده قدر در هر سیستم خاص را می‌توان با انجام تصحیحات مناسب که به آن تصحیح تابش سنجی (B.C.) گفته می‌شود به قدر تابش سنجی ( $m_b$ ) تبدیل کرد. از این رو، بطور کلی داریم:

$$m_b = m + B.C.$$

یا به عبارت دیگر :

$$B.C. = m_b - m. \quad (۳-۲۱)$$

حال تصحیح تابش سنجی را نسبت به مقیاس قدر بصری در نظر بگیرید. بابه کار بردن معادله (۴-۵) ، یعنی معادله زیر :

$$m = k - 2.5 \log_{10} B$$

مقیاس قدر تابش سنجی به شکل زیر به دست می‌آید :

$$m_b = k_b - 2.5 \log_{10} B_b.$$

به همین ترتیب به مقیاس قدر بصری نیز به دست می‌آید :

$$m_v = V = k_v - 2.5 \log_{10} B_v. \quad (۵-۲۱)$$

در معادله (۴-۲۱) مقدار ثابت اختیاری است در حالی که ،  $k_v$  در معادله (۵-۲۱) بر اساس برخی از ستارگان معیار مناسب انتخاب شده است. با تفریق معادله (۲۱-۵) از معادله (۴-۲۱) داریم :

$$m_b - m_v = B.C. = k_b - k_v - 2.5 \log_{10} \left( \frac{B_b}{B_v} \right).$$

نسبت  $\frac{B_b}{B_v}$  برای ستاره‌های به مقدار حداقل می‌باشد که دمای آن ستاره مقدار حداکثری در منحنی انرژی آن در یک طول موج یکسان ایجاد می‌کند که حداکثر حساسیت دستگاه آشکار ساز انتخابی با آن مشابه است. این حالت در سیستم باند  $V$  هنگامی رخ می‌دهد که دما به ۶۵۰۰ درجه کلوین نزدیک باشد. مقدار  $k_b$  طوری انتخاب می‌شود که تصحیح تابش سنجی به ازای این دما صفر می‌شود. چون  $\frac{B_b}{B_v}$  در این دما دارای حداقل مقدار است ، بنابراین با استفاده از معادله (۶-۲۱) براحتی معلوم می‌شود که مقدار تصحیح تابش سنجی به ازای ستارگانی با دماهای دو طرف ۶۵۰۰ درجه کلوین عددی منفی است. تصحیحات تابش سنجی مربوط به قدرهای باند  $V$  در جدول ۲۱-۲ آورده شده است.

T. ( بر حسب درجه کلوین )	تصحیحات تابش سنجی ( B . C . )
۳۵۰۰۰	-۴/۶
۲۱۰۰۰	-۳/۰
۱۳۵۰۰	-۱/۶
۹۷۰۰	-۰/۶۸
۸۱۰۰	-۰/۳۰
۷۲۰۰	-۰/۱۰
۶۵۰۰	۰/۰۰
۶۰۰۰	-۰/۰۳
۵۴۰۰	-۰/۱۰
۴۷۰۰	-۰/۲۰
۴۰۰۰	-۰/۵۸
۳۳۰۰	-۱/۲۰

## ۲۱ - ۷ اختلالات ناشی از جو زمین

۲۱-۷-۱ مقدمه

در قسمت ۹-۲ دیدیم که شکست جوی سبب جابجاییهایی در مواضع ظاهری ستارگان می‌شود ولی با بررسی مقدار شکست می‌توان برای این اثرات مقادیری را منظور کرد . البته ، جو زمین منشأ دو اثر دیگر نیز می‌باشد که در کیفیت نتایج یا بروز خطاهای اصولی موجود در پی آمده‌های نورسنجی دخالت دارند مگر این که این اثرات جبران شوند . علل این اثرات کاملاً " مستقل می‌باشد . اولین اثر را می‌توان با واژه "روءیت" و دومین اثر را با کلمه "جذب" تعریف کرد .

۲۱-۷-۲ روءیت

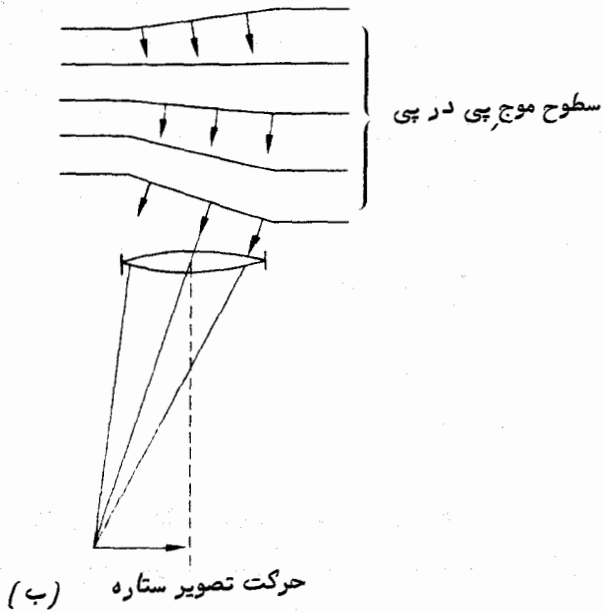
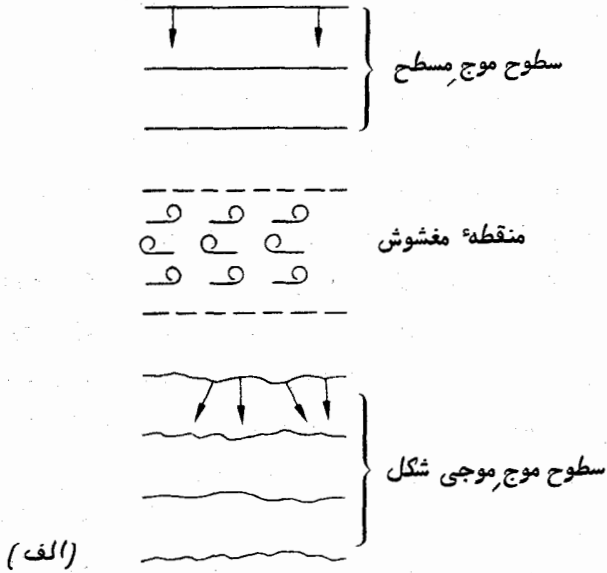
واژه "متداولی که در تشریح کیفیت تصویر یک تلسکوپ که توسط جو زمین مورد اختلال واقع شده است ، روءیت می‌باشد . اثرات این پدیده به شکل حرکت در سه بعد ( تصویر در صفحه کانونی حرکت می‌کند و دائماً " واضح و تار می‌شود ) و نیز به شکل تغییراتی در روشنایی ظاهری بروز می‌کند که مورد اخیر را به نام برق زنی می‌شناسند .



پیدایش بصری پدیدهٔ روءیت در تصاویر ستارگان به اندازهٔ تلسکوپ به کار رفته بستگی دارد. در تلسکوپی به قطر چند سانتیمتر مقدار روشنایی تصویر ستاره خیلی تند و سریع تغییر می‌کند، درست مانند وقتی که با چشم غیر مسلح به آن می‌نگریم (چشمک زنی ستارگان) و مطابق الگوی پراش مورد نظر دیده می‌شود با این تفاوت که کل الگو حرکت می‌کند و دارای آشفته‌گی ثابتی است. هنگامی که یک تلسکوپ به قطر دهها سانتیمتر یا بیشتر به کار برود، وضوح تصویر از بین می‌رود و تصویر به شکل یک گلولهٔ نامعین بدون خاصیت برق زنی در می‌آید. این تصویر را به نام قرص روءیت می‌شناسند و معمولاً "اندازهٔ آن بر حسب ثانیهٔ قوسی است. اندازهٔ قرص روءیت گواهی بر کیفیت یک ایستگاه رصد می‌باشد، بدین شکل که یک ایستگاه رصد خوب در طی سال می‌تواند چندین شب را به مطالعهٔ قرص روءیت که اندازهٔ آن یک ثانیهٔ قوسی یا اندکی کمتر است بپردازد. در حالی که رصدخانه‌هایی وجود دارد که چنین شرایط مناسب روءیت را دارا نیستند.

شرح ساده‌ای از این پدیده را در زیر آورده‌ایم. در جریانهای گردابی مغشوش جو، اختلاف دمای بسیار ناچیز و ظریفی بین چاههای هوایی منفرد وجود دارد که در نتیجه، تفاوت اندکی در ضرایب شکست جریانهای گردابی به وجود می‌آورد. این فرآیند سبب موجی شدن سطوح موج مسطح می‌شود (شکل ۲۱-۳ را ملاحظه کنید). چون انرژی در جهتی عمود بر سطح موج منتقل می‌شود بنابراین، مواردی پیش می‌آید که موجی شدنهای سطوح موج سبب افزایش مقدار انرژی جمع‌آوری شده در یک تلسکوپ می‌شود و زمانهایی نیز رخ می‌دهد که مقدار این انرژی کاهش می‌یابد. قبلاً ذکر کردیم که اندازهٔ تغییرات روشنایی ظاهری به اندازهٔ تلسکوپ بستگی دارد. هر لحظه در یک تلسکوپ بزرگ، سطح موجی جمع‌آوری می‌شود که دارای نوسانات زیادی است. سطح موج مذکور نوسانات مختلفی دارد ولی با این فرض که تلسکوپ به اندازهٔ کافی بزرگ باشد، مقدار انرژی جمع‌آوری شده تغییر زیادی نخواهد کرد. البته اگر دهانهٔ تلسکوپ را تا اندازه‌ای کوچک کنیم که برابر یک نوسان شود، در آن صورت انرژی جمع‌آوری شده یقیناً " دارای تغییراتی خواهد بود و برق زنی نیز در آن نمایان خواهد شد. به این ترتیب مشخص شده است که اندازهٔ تغییر شکل سطوح موج ستارگان رقمی حدود ۱۰۰ میلیمتر است.

این موضوع به دلیل تفاوت در ظاهر تصاویر یک ستاره نسبت به اندازهٔ تلسکوپ بیشتر تأیید می‌شود. تغییر شکل تصاویر در یک تلسکوپ کوچک معادل اندازهٔ دهانهٔ آن تلسکوپ است. بنابراین آنها را هنگام ورود به دهانهٔ تلسکوپ می‌توان سطوح موج مسطح دانست که جهت‌های ظاهری ورودشان متغیر است. به ازای هر سطح موج مسطح، تصویری (تصویر پراش تولید شده در تلسکوپ) به دست می‌آید که واضح است و موضع آن در صفحهٔ کانونی به جهت



شکل ۲۱-۳ (الف): اثر اختلالات جوی، (ب): پدیده حرکت تصویر یک ستاره در صورت مشاهده آن ستاره با یک تلسکوپ کوچک.

تغییر شکل بستگی دارد. چون جهت تغییر شکل‌های سطوح موج متوالی تغییر می‌کند، محل تصویر واضح نیز تغییر می‌یابد، که آن را در شکل ۲۱-۳ نشان داده‌ایم.

هنگامی که یک تلسکوپ بزرگتر مورد استفاده قرار می‌گیرد، تصویری تشکیل می‌شود که برآیند بسیاری از نوسانات همزمان در سطح موج مورد قبول می‌باشد. هر تغییر شکل سبب جابجایی تصویری واضح می‌شود که نتیجه این جابجایی، تصویری به شکل یک لکه تار و مبهم است. واضح است اگر بایک تلسکوپ کوچک عکسی از یک ستاره بگیریم. تحرک موجود در تصویر ستاره هنگام عکسبرداری باعث تشکیل یک تصویر تار خواهد شد، که این عمل هنگام مشاهده تصویر یک ستاره به روش بصری با یک تلسکوپ بزرگتر نیز رخ می‌دهد.

معروف است که سیارات در چشم غیر مسلح چشمک نمی‌زنند. این به علت آن است که سیارات نسبت به ستارگان اندازه زاویه‌ای بسیار بزرگتری دارند. هر جزء کوچک درون یک جسم گسترده از خود برق‌زنی دارد ولی اگر جسم مذکور دارای اندازه زاویه‌ای مناسبی باشد، در این صورت عناصر کافی وجود دارد تا برق زنی همه جانبه آن آرام و ملایم شود. آزمایشها نشان داده‌اند که هنگامی برق‌زنی آشکار می‌شود که جسم زاویه‌ای حدود ۱۰ ثانیه قوسی یا کمتر را فرا بگیرد و با کاهش اندازه زاویه‌ای جسم اندازه برق‌زنی آن افزایش می‌یابد تا این که زاویه مذکور حدود ۳ ثانیه قوسی می‌شود و بین برق‌زنی آن با برق‌زنی ستارگان تفاوتی وجود نخواهد داشت. در عمل می‌توان گفت اندازه زاویه‌ای ظاهر،  $\alpha$ ، نوسانات موجود در سطح موج دارای مرتبه ۳ ثانیه قوسی است و اندازه فیزیکی آنها،  $d$ ، که از آزمایشهایی درباره رابطه بین برق‌زنی و قطر تلسکوپ به دست می‌آید حدود ۱۰۰ میلی‌متر می‌باشد. از این رو، فاصله متعارف موجود در جو که اختلالات در آن تغییر شکل به وجود می‌آورند به قرار زیر است:

$$\frac{d}{\alpha} = \frac{100}{3} \times 206265 \text{ میلی‌متر}$$

$$\approx 7 \times 10^6 \text{ میلی‌متر}$$

$$= 7 \text{ کیلومتر}$$

مشاهداتی که از بالای این ارتفاع صورت می‌گیرند باید عاری از اختلالات اساسی رویت باشند و عکسهای کاملاً واضح و روشن دانه‌های خورشیدی که به وسیله تلسکوپ استراتوسکوپی درون یک بالون گرفته شده‌اند تأییدی بر این پیش‌بینی هستند.

از نظر ستاره‌شناسی، تنها سیاراتی را که زاویه بزرگی را فرا می‌گیرند می‌توان عاری از برق‌زنی دانست. گاهی پیش می‌آید که اندازه ظاهری کره مریخ بقدری کوچک می‌شود که

برق‌زنی آن آشکار می‌شود خصوصا " هنگامی که این کره ارتفاع اندکی دارد و نور آن باید مسیر طولانیتری را در منطقهٔ معشوش طی کند. در مناطقی که شرایط رصد نامطلوب است مثل یک مرکز صنعتی، نور حتی سیارات بزرگ نیز متغیر به نظر می‌رسد. این امر تا اندازه‌ای به علت تغییرات موجود در شفافیت دود مه و تا اندازه‌ای نیز به علت نزدیکی بیش از حد ناظر به اختلالات و در نتیجه افزایش مقدار زاویه‌ای اختلالات می‌باشد.

تأثیر پدیدهٔ روئیت در انواع مختلف اندازه‌گیریها سبب از بین رفتن تصویر نمی‌شود و معمولا " در مواردی که تصویر از بین می‌رود می‌توان دستگاههای ثبات را طوری طراحی کرد اثرات پدیدهٔ روئیت یا جبران شوند یا بطور کلی از بین بروند. این حقیقت که همهٔ تصاویر ثبت شدهٔ ستارگان به شکل یک قرص روئیت می‌باشد مانع انجام اندازه‌گیریهای موضعی با عدم قطعیتی که ممکن است کسر کوچکی از اندازهٔ قرص باشد نمی‌شود. این موضوع ممکن است با تجزیه‌هایی ارتباط داشته باشد که اندازه‌گیری یک ستاره را که به ستاره‌های دیگر بسیار نزدیک است فرا می‌گیرند یا با آنها بی‌ارتباطی مرتب باشد که دستگاه تجزیه‌گر دارای زاویهٔ جذب بسیار کوچکی است و در نتیجه اندازهٔ قرص روئیت کافی به نظر نمی‌رسد.

برق زنی را همیشه مهم نمی‌پندارند زیرا، مثلا " در یک عکس در مدت نوردادن طولانی تغییرات سریع شدت نور از بین می‌رود. آشفتگی برق‌زنی صرفا " هنگامی رخ می‌دهد که اندازه‌گیری آنی شدت نور صورت بگیرد مثل یک سلول فتوالکتریک که آشفتگی برق‌زنی در خروجی آن ظاهر می‌شود. در ستارگان میزان این آشفتگی با اضافه شدن ارتفاع ستاره بنحو چشمگیری کاهش می‌یابد و در اکثر اندازه‌گیریها این امر سبب آشفتگی بیشتری است. در سیستم نورسنجی طیفی با دستگاه جستجوگر فتوالکتریک، انحراف از مقدار میانگین شدت نور ممکن است با مرتبهٔ عمق خطوط طیفی موجود یکسان باشد و در این صورت، آشکارسازی آنها در مقابل زمینهٔ نورزنی غیر ممکن است. راه علاج این مشکل خاص به کار بردن آشکار ساز ثانوی است که باند ثابتی از طیف را مورد استفاده قرار می‌دهد؛ باندی که به ناحیهٔ مورد جستجو نزدیک است و سبب می‌شود تا آشفتگی برق‌زنی را آشکار کند و بر روی صفحهٔ دستگاه نمایان سازد. با این روش، آشفتگی موجود در کانال مورد جستجو به کانال دوم منتقل می‌شود و طیف ثبت شده، در موارد عملی عاری از آشفتگی برق‌زنی می‌شود.

۲۱-۷-۳ جذب

هنگام عبور نور از درون یک محیط، قدرت آن توسط فرآیندهای جذب و تفرق بطور دائم ضعیف می‌شود. در محیطی با خاصیت جذب یکنواخت، سیلان هر پرتو نسبت به فاصله‌ای که آن پرتو در درون محیط طی می‌کند به شکل نمای آن فاصله کاهش می‌یابد. این قاعده‌ای

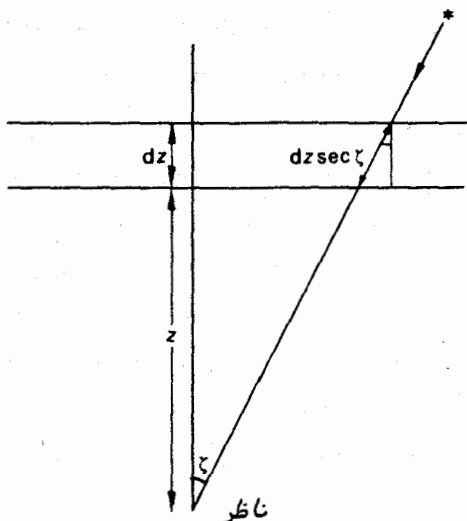
کلی است و به نام قانون بوگر<sup>۱</sup> مشهور است. مقدار جذب به ماهیت محیط و طول موج نوری که منتقل می‌شود بستگی دارد. در مورد یک منبع نقطه‌ای دارای روشنایی بنیادی،  $B_0$ ، اندازه‌گیری شده آن،  $B$ ، به ازای هر فاصله‌ای مثل  $x$  در داخل محیط به قرار زیر می‌باشد:

$$B = B_0 10^{-ax}$$

که  $a$  در این عبارت ضریب اعشاری جذب می‌باشد.

جو زمین بطور مداوم نور ستاره را در مسیرش به سوی تلسکوپ جذب می‌کند. ستارگان طبقات پایین جو کم‌نورتر از همین ستارگان در طبقات بالاتر جو به نظر می‌رسند. مقدار جوی که نور ستاره از میان آن عبور می‌کند به ارتفاع ستاره بستگی دارد و در خلال شب که ستاره طلوع می‌کند، به اوج ارتفاع خود می‌رسد یا غروب می‌کند، روشنایی ظاهری آن تغییر می‌یابد. برای این که این مشاهدات مفهوم شوند و بتوان مقایسه‌ای بین روشنایی ستارگان انجام داد، باید اثرات جذب جوی را از نتایج آنها برطرف کرد.

تا فواصل سمت‌الرأسی<sup>۲</sup>  $\epsilon$  درجه، می‌توان براحتی از روش زیر استفاده کرد. مانند نمونه ساده شده<sup>۳</sup> اثر شکست، می‌توان جو را به شکل دسته‌ای از لایه‌های موازی مسطح و نازک تصور



شکل ۲۱-۴ طول مسیر نور ستاره هنگام عبور از یک لایه نازک

کرد. فرض بر آن است که هر لایه دارای ضریب جذب کاملاً "معینی است که با نفوذ هر چه بیشتر نور ستاره به درون جو مقدار آن افزایش می‌یابد. شکل ۲۱-۴ یک لایه مذکور را به ضخامت  $dz$  در ارتفاع  $z$  نشان می‌دهد و ثابت می‌کند که طول مسیر واقعی نور یک ستاره در فاصله سمت‌الرأسی  $\zeta$  برابر است با  $dz \sec \zeta$ .

اگر  $B_0$  روشنایی یک ستاره در بالای اولین لایه نازک جو و  $B$  روشنایی آن پس از عبور از این لایه باشد، بنابراین طبق قانون بوگر خواهیم داشت:

$$B = B_0 10^{-a dz \sec \zeta},$$

در این فرمول،  $a$  ضریب کسری جذب اولین لایه است. روشنایی طبقات پایین جو توسط انتگرال‌گیری تأثیر جذب در کل طول جوی که نور ستاره از درون آن عبور می‌کند، تعیین می‌شود. بنابراین برای ستاره‌ای در فاصله سمت‌الرأسی  $\zeta$  مقدار روشنایی مشاهده شده به‌قرار زیر است:

$$B(\zeta) = B_0 10^{-\int_h^{\infty} a(z) \sec \zeta dz},$$

که  $a(z)$  ضریب جذب است که تابعی از فاصله موجود در جو و  $h$  ارتفاع ناظر می‌باشد. با بیان این معادله بر حسب لگاریتم می‌توان نوشت:

$$\log_{10} B(\zeta) = \log_{10} B_0 - \sec \zeta \int_h^{\infty} a(z) dz. \quad (7-21)$$

اگر روشنایی ستاره را در صورتی که از سمت‌الرأس رصد شود با  $B(O)$  نشان دهیم، در این حالت معادله (۷-۲۱) به شکل زیر مختصر می‌شود:

$$\log_{10} B(O) = \log_{10} B_0 - \int_h^{\infty} a(z) dz$$

و بنابراین:

$$\int_h^{\infty} a(z) dz = \log_{10} \left( \frac{B_0}{B(O)} \right).$$

پس از قراردادن عبارت بالا در تابع زیر انتگرال موجود در معادله (۷-۲۱) داریم:

$$\log_{10} B(\zeta) = \log_{10} B_0 + \sec \zeta \cdot \log_{10} \left( \frac{B(O)}{B_0} \right). \quad (8-21)$$

با استفاده از عباراتی به شکل معادله (۴-۵) بسادگی می‌توان نشان داد که معادله (۸-۲۱) را ممکن است به شکل زیر نوشت:

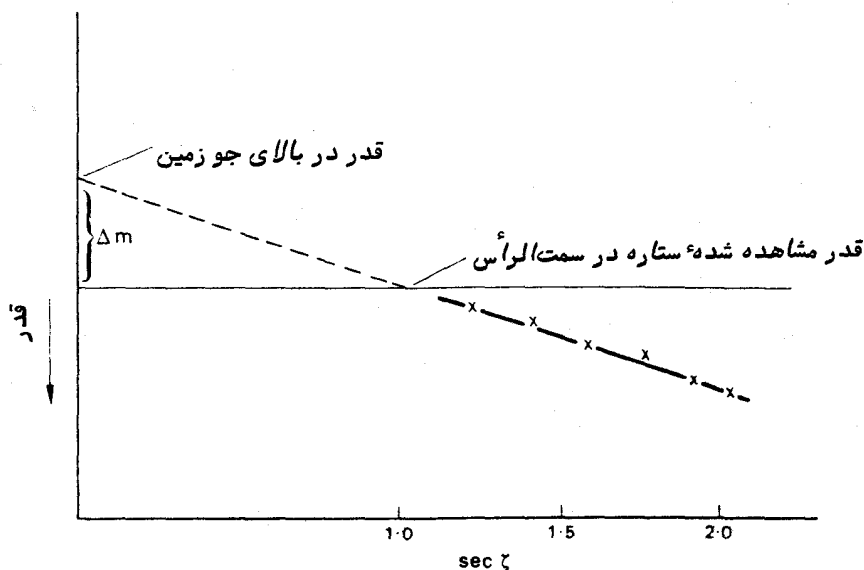
$$m(\zeta) = m_0 + \sec \zeta (m(O) - m_0) \quad (9-21)$$

در این عبارت  $m_0$ ،  $m(O)$  و  $m(\zeta)$  به ترتیب قدر ستاره در بالای جو، در لحظه‌ای که در سمت الرأس قرار دارد و هنگامی است که ستاره در فاصله سمت الرأسی  $\zeta$  رصد شده است.

فرض کنید  $\Delta m = (m(O) - m_0)$  است. در این صورت  $\Delta m$  میزان افزایش قدر ستاره بین اندازه آن در سطح زمین، هنگامی که در سمت الرأس قرار دارد، و اندازه آن در بالای جو زمین می‌باشد. پس معادله (۹-۲۱) به صورت زیر در می‌آید:

$$m(\zeta) = m_0 + \Delta m \sec \zeta \quad (10-21)$$

بر اساس این فرضیه ساده، معادله (۱۰-۲۱) نشان می‌دهد که قدر مشاهده شده یک ستاره به سکانت فاصله سمت الرأسی آن بستگی خطی دارد. این رابطه بخوبی در شکل ۵-۲۱ نشان داده شده است. در این شکل اندازه‌گیریهای تجربی نمونه قدر یک ستاره نسبت به فاصله سمت الرأسی ترسیم شده است. هنگامی که ستاره در سمت الرأس است ( $\zeta = 0$ )  $\sec \zeta$  دارای مقدار



شکل ۵-۲۱ تغییر قدر ستارگان نسبت به فاصله سمت الرأسی

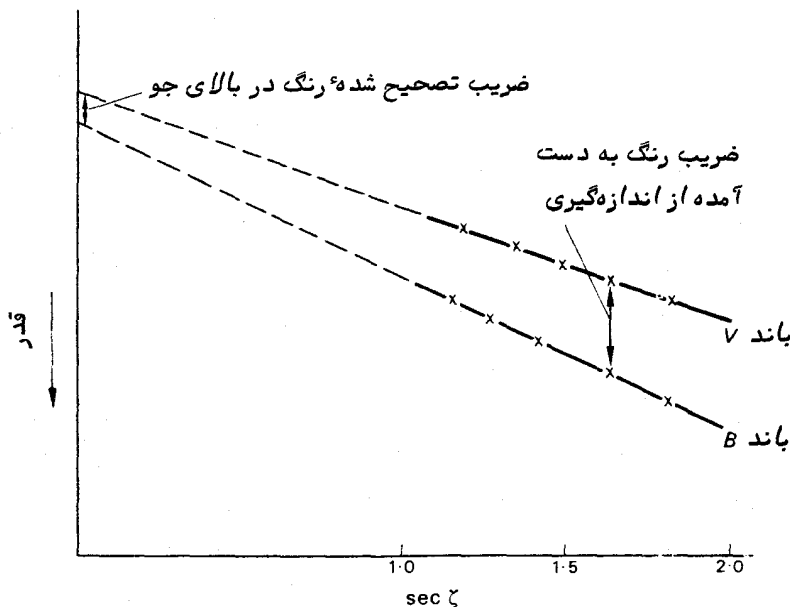
حداقل یک می‌باشد، اما اگر فرض کنیم این کمیت مانند سایر متغیرهاست و هر مقداری را می‌پذیرد، می‌توانیم طرح موجود در شکل ۲۱-۵ را درون یابی کنیم و اگر عملاً "بتوان"  $\xi$  sec را معادل صفر دانست، مقدار قدری را که بدین ترتیب به دست می‌آید می‌توان تصور کرد. اگر  $\xi$  sec را در معادله (۲۱-۱۰) معادل صفر قرار دهیم، در می‌یابیم که مقدار قدر به دست آمده با قدری که از اندازه‌گیریهای بالای جو زمین اخذ شده برابر است. بعلاوه در می‌یابیم که شیب خط مذکور با افزایش قدر بین اندازه‌ای که در بالای جو زمین صورت گرفته و همان اندازه‌گیری در ایستگاه رصد، در حالی که ستاره مذکور در سمت الرأس قرار دارد، برابر است. پس از ارزیابی مقدار  $\Delta m$  از طریق یک سری رصد ستارگان معیار به ازای محلی خاص، می‌توان در سایر رصدها بنا به فاصله سمت الرأسی که این رصدها در آن صورت گرفته، تصحیحاتی در مورد جذب جوی اعمال کرد. با توجه به این که مقدار  $\Delta m$  ممکن است در مدت چند دقیقه نوسانات کوتاه مدتی از خود بروز دهد و این که مقدار آن بنا به شرایط درون جو از یک شب تا شب بعد تغییر کند، یک سری امتحان قدر باید صورت گیرد تا در آن، ستارگان معیار هر چند گاه یک بار اندازه‌گیری شوند. در رصدخانه سلطنتی ادینبورگ سیستم ویژه‌ای به کار رفته است که شامل یک تلسکوپ دوقلو به همراه یک نورسنج متصل به آن می‌باشد. این تلسکوپها طوری تعبیه شده‌اند که قادرند بطور همزمان به سوی دو ستاره مختلف نشانه بروند. می‌توان یک ستاره معیار را به عنوان یکی از این دو ستاره برگزید و با ثبت همزمان قدرهای آنها، تصحیحات دقیقی را در مورد جذب به کاربرد.

کاملاً آشکار است که رصدخانه‌های گوناگون دارای مقادیر جذب مختلفی هستند، چون برای نمونه هر یک از آنها در ارتفاع متفاوتی قرار دارند. برای مفهوم دار کردن آزمایشهای تعیین قدر لازم است مقادیر آن را در مورد بالای جو مختصر کرد. فهرستهای ارائه شده در کاتالوگهای قدر ستارگان به همین طریق اطلاعاتی در اختیار ما می‌گذارند.

ضرورت مقادیر مختصر هر چه بیشتر با تعیین مقدار قدر بر حسب دورنگ تأکید می‌شود. اگر پدیده جذب در یک رصدخانه به دلیل پراکندگی مولکولی است، در این صورت طبق قانون ریلی و قسمت (۵-۳ را ملاحظه کنید) انتظار می‌رود که جذب در باندهای طیفی رنگ آبی بیشتر از رنگ قرمز باشد. این تفاوت در عمل نمایان می‌شود و اثر مشخص آن در شکل ۲۱-۶ نشان داده شده که اندازه قدر را در باندهای  $B$  و  $V$  نسبت به  $\xi$  sec یک ستاره معین ترسیم می‌کند. اگر ضریب رنگ این ستاره  $(B - V)$  را بخواهیم تعیین کنیم، واضح است مقادیری که در فواصل سمت الرأسی خاصی به دست آمده‌اند به مقدار معین  $\xi$  که اندازه‌گیریها طی آن به عمل آمده‌اند، بستگی خواهد داشت. برای قابل فهم کردن ضریب رنگ، باید قبل از انجام عمل تفریق (شکل ۲۱-۶ را ملاحظه کنید) مقادیر دو قدر را به محلی در بالای جو



زمین مختصر کرد. در هر رصدخانه مقدار معینی از  $\Delta m$  برای هر سیستم قدری به دست می‌آید. مقادیر نمونه  $\Delta m$  به ترتیب برای باندهای  $U$ ،  $B$  و  $V$  دارای مرتبه  $0.6/0.5/0.3$  و  $0.2/0.5$  قدر است.



شکل ۲۱-۶ تغییر قدرهای  $B$  و  $V$  به نسبت فاصله کانونی برای ستاره‌ای معین

در فن بسیار دقیق نورسنجی برای مراحل تقلیل و تبدیل به فرمولهای اصلاح شده نیاز است. مثلاً، این فرمولها دربرگیرنده این حقیقتند که مسیر نور از میان جو خمیده است و از این فرمولها می‌توان در مشاهداتی که تحت زوایای سمت الرأسی بیشتر از  $60^\circ$  درجه انجام می‌شوند استفاده کرد.

## ۲۱-۸ نورسنجی عکاسی ستارگان

یکی از مقاصد ثبت زمینه‌های ستارگان بر روی صفحه عکاسی تعیین روشنایی ستارگان است. روند معمول این کار، قرار دادن صفحه عکاسی در صفحه کانونی تلسکوپ می‌باشد بطوری که تصاویری واضح به دست آید. می‌توان با نصب فیلترهای رنگی قبل از صفحه، گستره طیفی آن را محدود کرد. مدت زمان نور دیدن فیلم عکاسی از چند دقیقه تا چندین ساعت

است .

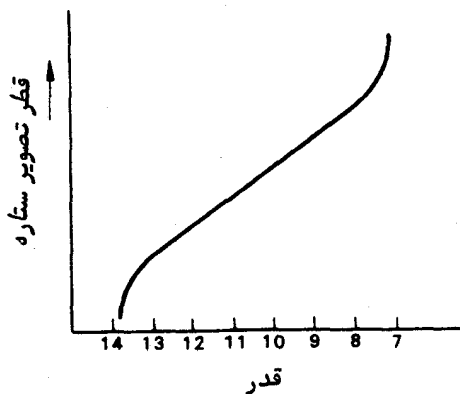
بررسی عکسهای هر زمینه ستاره‌ای بلافاصله نشان می‌دهد که اندازه تصاویر متغیر می‌باشد و از برخی موارد به روشنایی ستارگان مربوط است . باید دانست پراکندگی قطر تصاویر موجود در عکسها قطر طبیعی ستارگان را نشان نمی‌دهد . بررسی تصاویر ستارگان با یک میکروسکوپ نشان دهنده این است که هر تصویر از مجموعه‌ای از دانه‌های ریز سیاه رنگ تشکیل شده که در مرکز تصویر بسیار متراکم و در کناره‌ها تراکم آن کمتر است . با اندازه‌گیری‌های ساده آشکار می‌شود که اندازه تصاویر نسبت به قرص آیری که طبق فرضیه پراش پیش‌بینی شده بسیار بزرگتر است . دو دلیل اساسی برای این کار وجود دارد .

دلیل اول به علت پراکندگی نور در امولسیون صفحه عکاسی است ، بدین شکل که نور تابیده شده بر سطح امولسیون قبل از این که جذب شود ممکن است پراکنده گردد و همین عمل است که اندازه تصاویر بسیار کوچک را گسترده و بزرگ می‌کند . اثر دوم به علت اختلالات موجود در جو زمین است . در مدت زمان نور دیدن فیلم ، تصویر تلسکوپی هر ستاره بر روی امولسیون تغییر محل می‌دهد و تصویر ثبت شده به شکل لکه‌ای تار در می‌آید که نشان دهنده حرکت ستاره مذکور است . پراکندگی نقاط متراکم در درون تصویر بازگو کننده مدت زمانی است که ستاره در خلال این مدت در محلهای مختلف سپری کرده است .

هنگامی که ناظر به تصویر ظاهر شده صفحه عکاسی می‌نگرد و آن را همچون یک قرص می‌بیند ، چشمان او بدقت محلهایی را در تصویر تشخیص می‌دهد که نور آن محلهای آستانه صفحه رسیده است ، یعنی در این محلهای انرژی کافی وجود دارد تا سبب تاریک شدن محسوس صفحه شود . صرف نظر از مکانیسمی که برای بسط تصویر به کار می‌رود ، آشکار است که انرژی بیشتری برای بسط تصویر ستارگان پرنور وجود دارد و در نتیجه، دستیابی به آستانه امولسیون بنا به روشنایی ستاره در فواصل دورتری از نقطه وسط تصویر امکان پذیر خواهد بود . از این رواندازه تصویر ثبت شده به روشنایی ستاره و مدت نور دیدن فیلم عکاسی بستگی دارد . بدون به کار بردن مکانیسمهای بسط تصویر ، دسترسی به روشنایی یک ستاره از طریق بررسی یک تصویر نقطه مانند بسیار مشکل می‌باشد .

تعیین قدر ستارگان را می‌توان با میکروسکوپ خاصی از طریق اندازه‌گیری قطر لکه‌های موجود در تصاویری که به روش عکاسی ثبت شده‌اند انجام داد . هر قطر اندازه‌گیری شده را می‌توان با استفاده از منحنی درجه‌بندی به قدر تبدیل کرد . این منحنی در ابتدا با اندازه‌گیری تصویر قطر ستارگان معیاری که آنها نیز بر روی صفحه عکاسی ثبت می‌شدند به دست می‌آمد . در گستره مفید هر صفحه عکاسی ، یعنی گستره‌ای که معمولاً " شش قدر بین کم نورترین و پر نورترین ستارگان را فرا می‌گیرد ، رابطه بین قدر و قطر تصویر تقریباً خطی است . یک نمونه

از منحنی درجه‌بندی را که توسط یک میکروسکوپ به دست آمده در شکل ۲۱-۷ نشان داده‌ایم .



شکل (۲۱-۷) نمونه‌ای از یک منحنی درجه بندی بین قدر و قطر

با به کار بردن وسایل آزمایشگاهی ویژه، نمونه‌اصلاح شده‌این روش که به نام نورسنج دارای دیافراگم قابل تنظیم نامیده می‌شود به وجود آمد . این دستگاه اندازه‌گیری تصاویر ستارگان را با سرعت و دقت انجام می‌دهد .

در این دستگاه صفحه عکاسی بر روی قسمت متحرکی قرار می‌گیرد که می‌توان محل آن را بر حسب مختصات  $X$  و  $Y$  خواند . به وسیله‌یک چراغ و سیستم پخش نور آن می‌توان مساحت کوچکی از هر قسمت برگزیده از صفحه را بطور یکنواخت روشن کرد . با دیافراگم قابل تنظیم اندازه‌این قطعه‌مدور را می‌توان کم یا زیاد کرد . پس از این که پرتو از میان صفحه عبور کرد ، آن را به یک تکثیر کننده نور وارد می‌کنند . با یک سیستم قطع کننده قدرت پرتوی را که قرار است با یک پرتو معیار که از چراغ اصلی پدید می‌آید اندازه‌گیری کنند می‌سنجند . قدرت پرتو پس از عبور از صفحه عکاسی به اندازه دیافراگم و شدت پراکندگی سطحی از صفحه بستگی دارد که با این روزه جدا و مجزا شده است . پس از آن که تصویر یک ستاره با حرکت قسمت متحرک در وسط صفحه قرار گرفت ، می‌توان با تعیین اندازه دیافراگم توازنی بین پرتوهای مورد بررسی ایجاد کرد .

باید خاطر نشان کرد که تصویر به دست آمده از یک ستاره پرنور در وسط خیلی متراکم و نیز دارای قرص نسبتاً بزرگی خواهد بود . برای این که مقدار نور معینی از این تصویر عبور کند و توازنی در آن به وجود آید ، باید دیافراگم دارای قطر بزرگی باشد . در حالت توازن یا حالت خنثی ، قطر دیافراگم را بر روی یک مقیاس می‌خوانند . قبل از تعیین قدر سایر ستارگان باید

با استفاده از ستارگان معیار یک منحنی درجه‌بندی به وجود آورد. مقدار عدم قطعیت هر قدر معمولاً  $0.05 \pm$  قدر است ولی در برخی موارد می‌توان آن را بهسازی کرد. نحوه کار با این نورسنج در دستگاه‌های بزرگتر راحت‌تر شده است، بدین شکل که قسمتی از صفحه عکاسی تحت بررسی و تصویر دیافراگم بر روی صفحه‌ای به نمایش در می‌آید و سرعت زمینه ستاره‌های مذکور را تشخیص می‌دهند. به علاوه، مختصات  $X$  و  $Y$  و مقیاس قطر دیافراگم را نیز بر روی آن صفحه نشان می‌دهند یا این که بطور خودکار این پارامترها را بصورت تحریر شده یا سوراخ شده ثبت می‌کنند.

## ۲۱ - ۹ نورسنجی فتوالکتریک

در مبحث تکثیر کننده نور (قسمت ۲۰-۱) در یافتیم که این آشکار ساز، در ساده‌ترین شکل آن تنها به مقدار انرژی که بر روی قسمت حساس آن می‌تابد پاسخ می‌دهد و نسبت به تغییرات قدرت انرژی در هر عکس قابلیت تفکیک ندارد. اگر از هر تصویر طویل یا مجموعه‌ای از تصاویر بخواهند یک عکس روشنایی تهیه کنند لازم است به ترتیب هر نقطه از تصویر را مورد بررسی قرار دهند. اگر قرار باشد روشنایی ستارگان واقع در یک زمینه را به روش فتوالکتریک بسنجند، لازم است به تک تک آنها بپردازند و برای این کار باید دیافراگم را در صفحه کانونی تلسکوپ قرار داد. با این عمل هر ستاره از سایر ستارگان جدا می‌شود و مقدار نور ورودی زمینه آسمان به نورسنج را به کمترین مقدار تنزل می‌بخشد.

چون در رصد های عکاسی، صفحه عکاسی در صفحه کانونی تلسکوپ قرار می‌گیرد. نباید اجازه داد که تصویر واضحی بر روی کاتد نوری بیفتد. هر کاتد نوری دارای سطح آشکار سازی است که حساسیت آن یکنواخت نمی‌باشد و هر تصویری که به دلیل ردیابی ضعیف یک تلسکوپ یا حرکت تصویر به علت اختلالات جوی بر روی سطح آن می‌لغزد سبب نوسان یا پارازیت در سیگنال خروجی سلول فتوالکتریک خواهد شد. برای جلوگیری از این قبیل پارازیتها، عدسی میدان را طوری تعبیه می‌کنند که تصویر حاصل از دهانه جمع کننده بر روی کاتد مذکور متمرکز شود. این عدسی را طوری انتخاب کرده‌اند که نور ورودی تمام سطح حساس کاتد را می‌پوشاند. از نمودار پرتو نورسنج ساده‌ای که در شکل ۲۱-۸ نشان داده شده در می‌یابیم که با متمرکز کردن تصویر دهانه جمع کننده بر روی سطح حساس کاتد، حرکت جهت تلسکوپ نسبت به ستاره یا آشفتنگی موضع ستاره ناشی از پدیده روتیت باعث حرکت مسیر نور بر روی کاتد نمی‌شود. در واقع نباید در خروجی آشکار ساز تغییری صورت گیرد مگر آن که انحراف جهت تلسکوپ بقدری شود که دیافراگم واقع در صفحه کانونی تلسکوپ شروع به قطع تصویر ستاره کند. برقی زنی شدت که سبب نوساناتی در روشنی دهانه تلسکوپ می‌شود با به کار بردن عدسی میدان

از بین نمی‌رود و اثرات آن در خروجی سلول فتوالکتریک نمایان می‌شود.

معمولا "پیش‌بینی‌هایی برای به کار بردن فیلترهای رنگی صورت می‌گیرد که باند عبوری طیفی را محدود می‌کند. برای سهولت عمل معمولا "قبل و بعد از دیافراگم منظره‌نماهای قابل انقباضی قرار می‌دهند تا بتوان میدان ستاره را مورد مطالعه قرار داد و ستارگان معینی را برای اندازه‌گیری برگزید. همان‌گونه که در قسمت ۲-۱۰ دیدیم خروجی سلول فتوالکتریک را غالبا "توسط مراحل تقویت جریان مستقیم، شمارش تپش و گاهی نیز بصورت تقویت جریان متناوب تقویت و به نمایش در می‌آورند. برخی از اندازه‌گیریها مستلزم ثبت سیگنال خروجی سلول در مدت کوتاهی از:

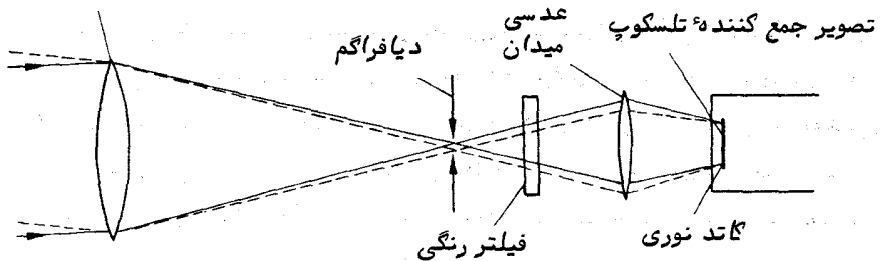
۱- پاسخ نسبت به ستارگان مورد بررسی،

۲- برخی از ستارگان معیار نزدیک، می‌باشد و برای این که سطح زمینه‌ای در این مورد به دست آوریم:

۳- قسمتی از آسمان بی‌ستاره را ثبت می‌کنیم.

چون پاسخ تکثیرکننده نور نسبت به مقدار نوری که بر آن می‌تابد خطی است، هیچ درجه‌بندی اضافی لازم نیست و براحتی می‌توان پاسخهای اندازه‌گیری شده را به قدر ستارگان تبدیل کرد. میزان دقت اندازه‌گیریها به عواملی مثل کیفیت ایستگاه رصد یا طول زمانی که در انتگرال‌گیری از پاسخ آشکار ساز صرف می‌شود بستگی دارد ولی معمولا "دسترسی به دقت ۱٪ یا رقمی بهتر از آن امکان دارد.

جمع‌کننده تلسکوپ

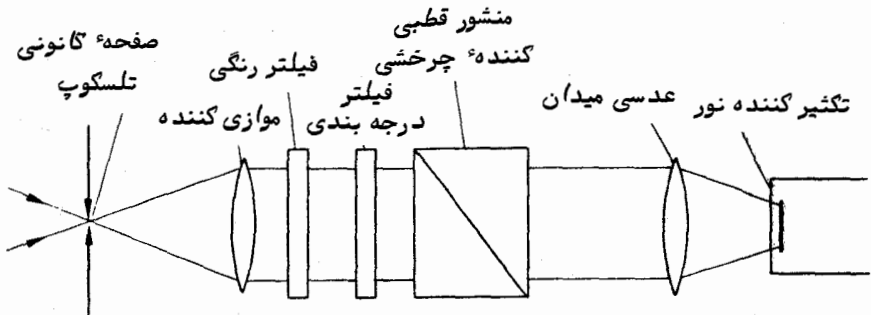


شکل ۲۱-۱ نورسنج فتوالکتریک ساده. خطوط ممتد نشان‌دهنده پرتوهای نوری هستند زمانی که تصویر ستاره در مرکز دیافراگم قرار دارد و خط چین‌ها پرتوهای نوری را در حالی نشان می‌دهند که تصویر ستاره بر لبه دیافراگم افتاده است. عدسی میدان مانع حرکت لکه نوری بر روی گاتد نوری می‌شود.

## ۲۱ - ۱۰ قطبش سنجی

برای این که اندازه‌گیریهای قطبش در ناحیه نوری صورت گیرد، باید اعمال نورسنجی مورد نیاز را با دقت زیادی انجام داد. بنابراین در اکثر دستگاههای قطبش سنج از آشکار سازهای فتوالکترونیک استفاده می‌شود و در نتیجه این عمل در هر لحظه تنها یک ستاره را می‌توان اندازه‌گیری کرد. قطبش سنجهای عکاسی با طرحهای مختلفی وجود دارد که بررسی زمینه ستارگان را توسط آنها انجام می‌دهند ولی نتایج به دست آمده از ستارگان منفرد نسبت به اندازه‌گیریهای فتوالکترونیک کیفیت پایینی دارد.

مقدار قطبش موجود در نور یک جسم سماوی، در ناحیه نوری معمولاً "بسیار اندک است و برای جلوگیری از به وجود آمدن خطاهای اصلی باید مراقبتهای ویژه‌ای صورت گیرد. در عمل، می‌توان مقدار قطبش را با چرخاندن عناصر نوری حساس به قطبش در درون پرتومذکور و قبل از ورود به آشکار ساز اندازه گرفت. ساده‌ترین طرح، قرار دادن قطبش‌های پولاروید در مسیر پرتو است و سیگنال خروجی را باید پس از تنظیم جهت و نحوه چرخش پولاروید ثبت کرد. در نوع دقیقتر دستگاه فوق قطبی کننده مؤثری را به شکل منشور به کار برده‌اند. در این سیستم یک عدسی اضافی لازم است تا پرتوی موازی برای منشور ایجاد کند. عناصر اساسی این نوع قطبش سنج را در شکل ۲۱-۹ ملاحظه می‌کنید. می‌توان برای محدود کردن باند عبوری طیفی از فیلترهای رنگی غیر قطبی بهره برد. معمولاً "فیلترهای درجه‌بندی نیز در این سیستم به کار می‌روند تا مقدار قطبش معینی به طیف اضافه کنند و پاسخ دستگاه را بررسی کنند.



شکل ۲۱-۹ یک قطبش سنج تک پرتوی

## ۲۱ - ۱۱ طیف سنجی

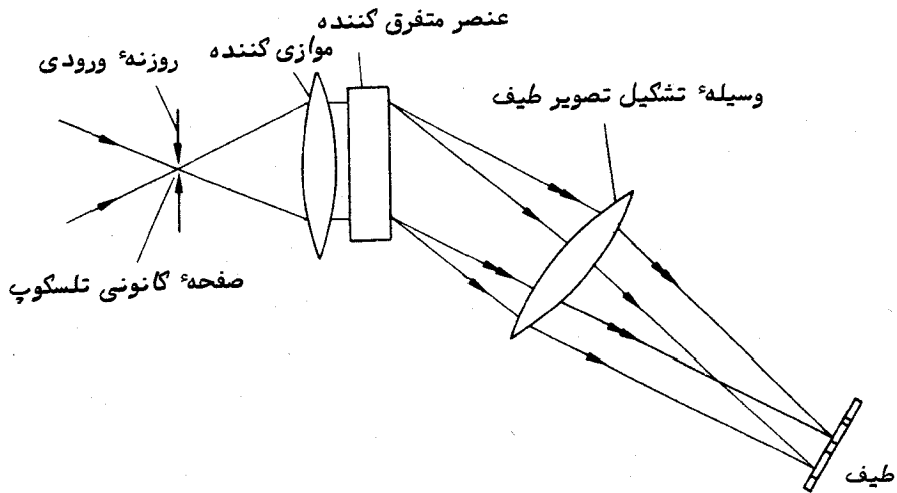
در برخی موارد نورسنجی طیفی به کار بردن فیلترهای رنگی برای جدا کردن نواحی طیفی مفید می‌باشد. این فیلترها ممکن است از نوع فیلتر رنگهای ساده باشند که به وسیله

آنها از طریق خاصیت جذب انتخابی طیفی، یک باند عبوری به وجود می‌آید و یا این که از نوع فیلترهای تداخلی باشند که در آن یک باند عبوری توسط عمل تداخل در لایه‌های نازک موادی به دست می‌آید که دارای ضخامت و ضرایب شکست برگزیده هستند و در خلاف بر روی یک لایه شیشه‌ای کشیده شده‌اند. فیلترهای رنگی دارای بازده انتقالی هستند که معمولا "۱۰% می‌باشد در صورتی که بازده انتقالی یک فیلتر تداخلی خیلی بیتشر است و عموما "۵۰% می‌باشد. البته در سایر مطالعات نورسنجی طیفی که در آن، برای مثال اندازه‌گیریهای مفصل بر روی برشی از خطوط طیفی منفرد صورت می‌گیرد، نمی‌توان از فیلتر درج‌سازی طول موجهای مورد علاقه استفاده کرد. در این موارد باید از دستگاههای دیگری استفاده شود که توانایی بررسی گسترهٔ پیوسته‌ای از طول موجها را دارند، این دستگاهها نسبت به فیلترهای رنگی دارای باندهای عبوری طیفی بسیار باریکتری هستند.

متداولترین روش انجام این کار استفاده از یک طیف سنج است. در این نوع دستگاه، نور موجود در یک تصویر در صفحهٔ کانونی تلسکوپ متفرق می‌شود و طیفی به وجود می‌آید. اگر این طیف را بر روی یک صفحهٔ عکاسی بتایانیم، گسترهٔ وسیعی از طول موجها را می‌توان بطور همزمان ثبت کرد. اگر یک شکاف خروجی در طیف ایجاد کنیم، می‌توان یک عنصر کوچک را برای آشکار سازی توسط یک سلول فتوالکتریک در اختیار داشت. حرکت پیشروندهٔ شکاف در درون طیف باعث می‌شود که طیف را بتوان بررسی کرد. انتخاب صفحهٔ عکاسی یا سلول فتوالکتریک به عنوان یک آشکار ساز به تعداد نقاط تصویری درون طیف که قرار است ثبت شوند و نیز به دقتی که نورسنجی این نقاط به آن نیاز دارند بستگی دارد. در طیف سنجی عکاسی لازم است درجه‌بندی که توسط یک منبع آزمایشگاهی به دست می‌آید بر روی همان صفحهٔ عکاسی که دارای طیف ستاره‌ای است اعمال شود. بنابه منظوری که ما از اندازه‌گیریها داریم، از اندازه‌گیریها می‌توان در نورسنجی طیفی و یا اندازه‌گیریهای دقیق موضعی از خصوصیات طیفی استفاده کنیم.

عناصر اصلی یک طیف سنج نجومی متداول شامل یک روزنهٔ ورودی- هنگامی که طیف به طریقهٔ عکاسی ثبت شود این روزنه به شکل یک شکاف می‌باشد - یک موازی کننده، یک عنصر متفرق کننده و یک وسیلهٔ تشکیل تصویر است که طیف را در نقطه‌ای متمرکز می‌کند. طیف سنج ساده‌ای را در شکل ۲۱-۱۰ ملاحظه می‌کنید. موازی کننده و وسیلهٔ تشکیل تصویر طیف هم می‌توانند به شکل عدسی باشند و هم به شکل آینه. در طیف سنج عکاسی، وسیلهٔ تشکیل تصویر طیف معمولا "عدسی دوربین نامیده می‌شود. این دستگاه معمولا "دارای منظره نماهای قابل انقباضی است که هر زمینهٔ ستاره‌ای را می‌توان با آن تشخیص داد و دقت کرد تا نور ستارهٔ تحت بررسی دقیقا "بر وسط روزنهٔ ورودی بتابد.

عنصر متفرق کننده عموماً "یا یک منشور شیشه‌ای است یا یک شبکه پراش . منشور شیشه‌ای سبب انحراف پرتو موازی شده می‌شود و چون ضریب شکست آن به طول موج بستگی دارد ، مقدار انحراف نیز به طول موج بستگی دارد . در یک پرتو موازی شده نور سفید که بر روی یک منشور می‌تابد گستره پیوسته‌ای از پرتوهای موازی شده از منشور خارج می‌شود که زاویه خروج آنها پراکنده است . پس از متمرکز کردن این پرتوها درون یک صفحه ، طیف مورد نیاز به دست می‌آید .



شکل (۱۰-۲۱) عناصر اصلی یک طیف سنج نجومی

شبکه پراش از مجموعه‌ای از شکافها یا شیارهایی تشکیل شده که بدقت مدرج شده‌اند . هنگامی که یک پرتو موازی شده بر روی این شبکه تابانده شود ، پرتو مذکور توسط هر یک از شیارهای مدرج پراکنده می‌شود . در برخی از جهت‌های زاویه‌ای معین ، که از فاصله شیارها و طول موج مورد نظر تعیین می‌شوند ، تداخل سازنده رخ می‌دهد . در این جهت‌های ویژه ، موجهای با طول موج معین که از شیارها تشکیل می‌شود دقیقاً "همفاز هستند . در این شرایط ، طول مسیر نوری نور پدید آمده از یک شیار مدرج تا شیار بعدی به اندازه رقم درست طول موجها اختلاف دارد . طبق معادله عمومی شبکه‌ها داریم :

$$d(\sin i + \sin \theta) = m\lambda, \quad (11-21)$$

که  $d$  فاصله بین شیارها یا شکافهای مجاور ،  $i$  زاویه تابش پرتو موازی شده ،  $\theta$  زاویه پیدایش نور ،  $\lambda$  طول موج و  $m$  مرتبه تداخل می‌باشد که در یک طیف معمولی دارای رقم



درست بین یک تا پنج است .

دو خصوصیت مهم هر طیف سنج عبارتند از اندازه طیفی که به وجود می‌آید و قابلیت ثبت جزئیات ریز درون طیف . خصوصیت اول را با واژه "تفرق زاویه‌ای و دومین ویژگی را با واژه "توان تفکیک طیفی" مشخص می‌کنند .

تفرق زاویه‌ای ،  $A . D .$  ، هر طیف سنج را با میزان تغییر پرتوهای موازی شده "متفرق نسبت به طول موج تعیین می‌کنند . پس :

$$A.D. = \frac{d\theta}{d\lambda}$$

این فرمول را می‌توان به تفرق خطی ،  $L . D .$  ، تبدیل کرد که در آن طول طیف به وجود آمده بنا به فاصله کانونی ،  $F$  ، عدسی دوربین نشان دهنده "فاصله طول موجی معینی" است .

(معادله (۱۴-۲) را ملاحظه کنید) . پس خواهیم داشت :

$$L.D. = \frac{d\theta}{d\lambda} F. \quad (21-14)$$

معمولا "رابطه" بین گستره طول موجی که در صفحه طیفی قرار گرفته را به نام تفرق خطی دو جانبه بیان می‌کنند و واحد آن آنگستروم بر میلیمتر ( $\text{\AA mm}^{-1}$ ) است .

نحوه محاسبه تفرق زاویه‌ای یک منشور تاحدی پیچیده است و در این جا به آن نمی‌پردازیم . مقدار آن به زاویه منشور و ضریب شکست آن بستگی دارد . چون پارامتر اخیر به طول موج وابسته است ، خصوصیتی که از آن برای به وجود آوردن یک طیف استفاده می‌شود یعنی تفرق زاویه‌ای و تفرق خطی نیز با طول موج تغییر می‌کند . فواصل طول موجی یکسان ، بدین ترتیب با فواصل یکسان درون طیف فراگرفته نمی‌شود .

در مورد شبکه پراش ، می‌توان با مشتق‌گیری از معادله (۲۱-۱۰) تفرق زاویه‌ای را به دست آورد . از این رو :

$$\frac{d\theta}{d\lambda} = \frac{m}{d \cos \theta}$$

اگر یک طیف سنج شبکه‌ای را طوری تنظیم کنیم که  $\theta$  به صفر نزدیک شود ، اختلاف  $\theta$  از رقم یک زیاد نخواهد بود و عملاً "تفرق زاویه‌ای به ازای تمام طول موجها ثابت خواهد ماند . طیف به وجود آمده دارای مقیاسی خطی خواهد بود که این یکی از مزایای شبکه نسبت به منشور می‌باشد .

توان تفکیک هر طیف سنج را با قابلیت بررسی عناصر یک طیف که در کنار یکدیگر قرار

دارند تعریف می‌کنند. اگر قسمتی از یک طیف را که وسط آن بر طول موجی مثل  $\lambda$  واقع است بررسی کنیم و  $\Delta\lambda + \lambda$  نزدیکترین طول موج به  $\lambda$  باشد که بتوان آن را جدا از  $\lambda$  دید، آنگاه توان تفکیک،  $R$ ، مطابق زیر خواهد بود:

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} \quad (21-13)$$

بزرگترین خصوصیت جذب موجود در طیف ستاره‌های پهنای  $\lambda$  آنگستروم است و از معادله  $(21-13)$  در می‌یابیم که توان تفکیکی بیشتر از  $10^3$  لازم است تا آنها را ثبت کنند. توان تفکیکی بیشتر از  $10^4$  مورد نیاز است تا جزئیات طیفی را که گستره‌ای از  $\lambda$  آنگستروم یا کمتر را در بر می‌گیرد بررسی کرد. اگر قرار است برشهای خطی جذب ستاره‌ای را برای موارد حقیقی ثبت کنیم، بطور کلی توان تفکیک باید حداقل دارای مرتبه  $10^5$  باشد. بعلاوه می‌توان دریافت که عکس توان تفکیک طیف سنج با عبارتی که بیان کننده تغییر مکان دوپلری (معادله  $(24-14)$ ) را ملاحظه کنید) است یکسان می‌باشد و بدین ترتیب، مقدار  $R$  نشان دهنده توانایی یک طیف سنج در آشکار سازی این تغییر مکانهاست. اگر تغییر مکان دوپلری به اندازه‌ای نباشد که یک طیف سنج بتواند آن را تفکیک کند، تغییر مکان دوپلری مذکور همچنان آشکار نشده می‌ماند.

در هر طیف سنج محدودیت نظری در توان تفکیک آن وجود دارد. با این فرض که انحرافات عناصر نوری درون طیف سنج به هیچ وجه سبب عدم کارایی آن دستگاه نمی‌شود، توان تفکیک با اندازه عنصر متفرق کننده نور یعنی منشور یا شبکه پراش محدود می‌شود. در یک منشور، توان تفکیک نظری از فرمول زیر به دست می‌آید:

$$R = t \frac{dn}{d\lambda} \quad (21-14)$$

که  $t$  ضخامت قاعده منشور و  $\frac{dn}{d\lambda}$  تفرق شیشه است. اگر منشوری را با قاعده  $10$  میلیمتر و از جنس شیشه معمولی انتخاب کنیم که تغییرات ضریب شکست آن در گستره طیفی  $2000$  آنگستروم  $0/02$  می‌باشد (شکل  $15-5$  را ملاحظه کنید)، با به کار بردن معادله  $(21-14)$  در می‌یابیم که توان تفکیک آن برابر است با:

$$R = \frac{10 \times (0/02)}{2 \times 10^{-4}} \\ = 10^3$$

طیف سنجهای منشوری دارای توان تفکیک بیش از این را می‌توان با استفاده از شیشه‌ای

که متفرق زیادتری دارد (شیشه از جنس فلینت) یا با به کار بردن منشورهای بزرگتر یا مجموعه‌ای از چندین منشور تهیه کرد .

در شبکه‌های پراش، توان تفکیک به قرار زیر است :

$$R = Nm, \quad (15-21)$$

که  $N$  کل خطوط به کار رفته در شبکه و  $m$  مرتبه تداخل می‌باشد. یک شبکه نمونه دارای ۵۰۰ خط در میلی‌متر است و بدین ترتیب توان تفکیک آن با یک شبکه ۱۰ میلی‌متری با مرتبه دوم برابر است با :

$$\begin{aligned} R &= 500 \times 10 \times 2 \\ &= 10^4 \end{aligned}$$

بلافاصله در می‌یابیم که شبکه پراش، علی‌رغم اندازه یکسان آن با یک منشور، دارای توان تفکیکی است که عموماً " مرتبه بزرگی آن بیشتر از منشور می‌باشد .

باید توجه کرد که اگر بخواهند عنصر متفرق کننده بازده کاملی داشته باشد، باید سطح ورودی آن توسط پرتو موازی کننده کاملاً " روشن شود و علاوه بر آن مخروط نوری پدید آمده از تلسکوپ نیز بر موازی کننده منطبق باشد . این شرایط اندازه و نسبت کانونی موازی کننده را تعیین می‌کنند . بنابراین یک طیف سنج باید نسبت کانونی معینی داشته باشد و مقدار آن پیوسته باید با نسبت کانونی تلسکوپ مطابق باشد .

هر مقدار عرض طیفی تفکیک شده در طیف در واقع معادل تصویر روزنه ورودی یا شکاف طیف سنج است . به این ترتیب برای این که تفکیک طیفی معینی به دست آید لازم است که اندازه شکاف تا اندازه مشخصی محدود شود . این عمل مانع جذب نوری در طیف سنج می‌شود که خارج از زاویه کوچک معینی قرار دارد . برای تطبیق مؤثر یک تلسکوپ با یک طیف سنج، لازم است تصویر ستاره در صفحه کانونی تلسکوپ از لحاظ اندازه کوچکتر یا برابر پهناي شکاف طیف سنج باشد تا تمام نور جمع آوری شده با تلسکوپ در طیف سنج وارد شود . به علت محدودیتهای عملی در اندازه عناصر متفرق کننده معمولی می‌توان تنها با شکافهای کوچکی که در بعضی موارد بسیار کوچکتر از تصاویر ستارگانی است که تلسکوپها سعی در اخذ آنها دارند توان تفکیک زیادی را به دست آورد . برای نمونه، تخمین زده شده که شکاف طیف سنج موجود در کانون تلسکوپ ۲۰۰ اینچی (۵/۰۸ متر) کوده در مونت پالومار فقط بین ۵ تا ۱۰ درصد از نور تصویر هر ستاره را جذب می‌کند .

البته فنون طیف سنجی دیگری نیز در حال توسعه است که علاوه بر جذب زاویه‌ای مناسب دارای تفکیک طیفی زیادی می‌باشد . این دستگاهها مثل تداخل سنج پرتو مجزا شده مایکلسون

یاسیستم جستجوگر فابری - پرو<sup>۱</sup> هنوز استفاده عمومی نیافته‌اند و تشریح آنها خارج از اهداف این کتاب می‌باشد.

هنگامی که یک طیف بر روی صفحه عکاسی ثبت شد، واضح است که باید امولسیون را انتخاب کرد که تفکیک آن حداقل با توان تفکیک طیف سنج تطبیق کند. برای بررسی راحت مورد ثبت شده معمولاً "با هدایت تلسکوپ ستاره را در مسیر شکاف طیف سنج به جلو و عقب حرکت می‌دهند و سبب تشکیل ارتفاع طیف می‌شوند.

در مطالعات کلی، ثبت طیف تک‌تک ستارگان کاری خسته‌کننده می‌باشد. این چنین مطالعات را با استفاده از منشور شیئی انجام می‌دهند. این وسیله صرفاً از یک منشور با زاویه کوچک تشکیل شده که بر روی شیئی تلسکوپ نصب می‌شود. به این ترتیب هر ستاره واقع در هرزمینه ستاره‌ای را همچون طیف کوچکی در صفحه کانونی تلسکوپ به طریقه عکاسی ثبت می‌شود. کاربرد اساسی این وسیله در تشخیص و طبقه‌بندی انواع گوناگون طیفهای ستاره‌ای است.

در نورسنجی طیفی مقایسه‌ای به روش فتوالکتریک اطلاعات به دست آمده بطور مستقیم بر روی صفحه و یا به شکل رقم در اختیار محقق قرار دارد و هیچ‌گونه درجه‌بندی بر روی آن ضروری نمی‌باشد. البته هنگام ثبت طیف بر روی صفحه عکاسی، برای انجام تجزیه و تحلیل‌های آزمایشگاهی مدت زمانی مورد نیاز است. ابتدا باید تغییرات چگالی عکاسی را اندازه گرفت و سپس از طریق درجه بندی صفحه عکاسی آنها را به مقادیر شدت نور تبدیل کرد. وسایل آزمایشگاهی زیادی وجود دارد که تجزیه و تحلیل نمودارهای طیفی را ممکن می‌سازد و شرح مختصری از یکی از آنها به نام چگالی سنج میکروسکوپی خودکار در زیر آمده است.

چگالی سنج میکروسکوپی دارای نوردی است که صفحه عکاسی بر روی آن نصب می‌شود. یک لامپ نورافکن به همراه یک سیستم نوری سطح کوچکی از صفحه را روشن می‌کند و نور عبوری از صفحه مذکور توسط یک میکروسکوپ جمع‌آوری می‌شود. تصویر تشکیل شده در تلسکوپ به شکافی تابانده می‌شود و مقدار نور جذب شده توسط آن شکاف بر روی یک تکثیر کننده نور تابانده می‌شود. به این ترتیب جریان الکتریکی پدید آمده از سلول فتوالکتریک با شفافیت سطحی از صفحه عکاسی که در جلو شکاف واقع شده مطابق است.

همین لامپ نورافکن پرتو نوری دیگری ایجاد می‌کند که این پرتو از قسمتی از یک گوه با چگالی خنثی عبور می‌کند. این گوه از جنس شیشه و دارای چگالی است که نسبت به طول آن بطور خطی افزایش می‌یابد. این پرتو نیز مانند پرتو بالا باید پس از عبور از صفحه عکاسی بر روی همان تکثیر کننده نوری بتابد.

توسط یک مکانیسم قطع کننده، دستگاه تکثیر کننده نور می‌تواند به ترتیب هر یک از پرتوها را بررسی کند. اگر چگالی آن قسمت از گوه که پرتو دوم از آن عبور می‌کند با چگالی سطحی از صفحه عکاسی که مورد بررسی قرار می‌گیرد مطابقت نداشته باشد یک سیگنال خطا پدید می‌آید. این سیگنال خطا یک سیستم سرومکانیسم را به کار می‌اندازد که محل گوه را تغییر می‌دهد تا بین دو پرتو تطبیقی ایجاد شود. از این رو، چگالی قسمت مورد بررسی صفحه عکاسی را می‌توان بر اساس محل گوه چگالی تعیین کرد.

بررسیهای فضایی خودکار مثل دستگاههای جستجوگر را می‌توان در طول یک طیف با حرکت دادن نورد حامل صفحه عکاسی و متصل کردن حرکت آن به جدولی ثانوی که از زیر گوه چگالی عبور می‌کند انجام داد. با الصاق مدادی به گوه مذکور تغییرات چگالی را می‌توان بطور خودکار بر روی نموداری که با جدول ثانوی حمل می‌شود ترسیم کرد.

## مسائل فصل بیست یکم

۱- قدر ظاهری باند  $V$  یک ستاره  $۸/۷۲$  است و تصحیح تابش سنجی به ازای دمای آن  $۰/۴۸$ - است. قدر تابش سنجی ظاهری این ستاره چقدر می‌باشد؟

۲- ستاره‌ای دارای ضریب رنگ  $(B - V)$  یک است. قدر ظاهری باند  $B$  این ستاره  $۶/۴$  است. تصحیح تابش سنجی به ازای این مقدار ضریب رنگ  $۰/۵$ - است. قدر تابش سنجی ظاهری این ستاره چند است؟

۳- ستاره‌ای در بالای جو زمین دارای قدر  $۷/۵$  است. اگر بهره قدر سمت‌الرأسی این ستاره در یک رصدخانه  $۶$ + باشد، قدر ظاهری این ستاره در فاصله سمت‌الرأسی  $۳۰$  درجه چقدر است؟ در این فاصله سمت‌الرأسی عامل انتقال جو زمین چقدر می‌باشد؟

۴- پس از تصحیح اختلالات جوی، ضریب رنگ یک ستاره  $۰/۱۳$ -  $(B - V)$  است. اگر در رصدخانه معینی بهره قدر سمت‌الرأسی این ستاره در باند  $B$ ،  $۰/۲۹$  و در باند  $V$ ،  $۰/۱۷$  باشد، در چه فاصله سمت‌الرأسی، ستاره مذکور دارای ضریب رنگ ظاهری صفر خواهد بود؟

۵- در فاصله سمت‌الرأسی  $۴۵$  درجه، یک ستاره دارای ضریب رنگ  $(B - V)$  صفر است و در فاصله  $۳۰$  درجه مقدار آن  $۰/۱$ - می‌باشد. مقدار ضریب رنگ تصحیح شده این ستاره به ازای جذب جوی چقدر است؟

۶- فضاوردی پرروی سکوی پرتاب ستاره‌ای را در فاصله سمت‌الرأسی  $۵۴$  درجه رصد میکند و تخمین می‌زند که قدر ظاهری آن  $۲/۵۰$  باشد. مدت زمانی بعد که فاصله سمت‌الرأسی ستاره به  $۴۰$  درجه می‌رسد، وی قدر ظاهری آن را  $۲/۳۰$  تخمین می‌زند. اگر او در بالای جو

زمین قرار بگیرد ، قدر ظاهری ستاره را چقدر تخمین خواهد زد ؟

۷- یک طیف سنج با دوربینی که نسبت کانونی عدسی آن  $f/6$  می‌باشد دارای خاصیت

تفرق خطی دو جانبه  $40$  آنگستروم بر میلیمتر است . اگر عدسی دوربین را روی  $f/3/5$

تنظیم کنیم ، میزان تفرق خطی دو جانبه در این حالت چقدر خواهد بود ؟

۸- طول یک شبکه پراش با شکافهای مدرج  $500$  خط در هر میلیمتر  $50$  میلیمتر است و

به عنوان یک وسیله متفرق کننده در مرتبه دوم در یک طیف سنج به کار رفته است . توان

تفکیک نظری دستگاه چقدر است ؟ سرعت شعاعی حداقل که بتواند توسط تغییر مکان دوپلری

آشکار شود چقدر است ؟ اگر تفرق خطی طیف  $40$  آنگستروم در میلیمتر باشد ، اندازه فیزیکی

یک عنصر تفکیک شده در طیف چقدر است ؟

### بخش ۳- برای مطالعه بیشتر

اگر وسایل لازم فراهم شود می‌توان تمرینهای زیادی را در این مرحله انجام داد .

کاربرد و عملکرد تلسکوپ ( قسمت ۲۲-۷ را ملاحظه کنید ) .

عکسبرداری از زمینه ستارگان ( قسمت ۲۲-۸ را ملاحظه کنید ) .

ثبت طیفهای گوناگون ( قسمت ۲۲-۹ را ملاحظه کنید ) .

یک تجربه آزمایشگاهی بر اساس تداخل سنج ستاره‌ای مایکلسون ( قسمت ۲۲-۱۰ را

ملاحظه کنید ) .

# بخش چهارم

## آزمایشهای تجربی

### فصل ۲۲

اهداف مورد نظر: در این فصل شمای از برنامه‌ریزیها و تمرینهای عملی ارائه شده که بخشی از دورهٔ مقدماتی نجوم را در بر می‌گیرد .

هر برنامهٔ یادگیری هنگامی جالب توجه است که دانشجویان در آن شرکت فعالانه داشته باشند و یکی از این طرق، انجام تمرینهایی با استفاده از اطلاعات به دست آمده یا آزمایشهای عملی است .

## طرح‌های عملی

### ۲۲ - ۱ مقدمه

آزمایش‌های تجربی که می‌توان در زمینه ستاره‌شناسی انجام داد ، بطور وضوح به در دسترس بودن وسایل (مثل تلسکوپ ، تجهیزات آزمایشگاهی ، افلاک نما و غیره) و یا به کتابخانه‌ای درباره ستاره‌شناسی بستگی دارد که از آن طریق بتوان اطلاعاتی برای انجام تمرینها به دست آورد . بنابراین تعمیم و ارائه مجموعه‌ای از آزمایشها که برای همگان کاملاً مفید باشد غیر ممکن است .

این فصل نظراتی در مورد برنامه‌هایی که ماهیت عملی یا تمرینی دارند ارائه می‌کند ، تمرینهایی که آنها را می‌توان بطور مستقیم یا بر حسب منابع و مآخذ دانشجو مورد استفاده قرار داد . برخی از این برنامه‌ها به شکل بخشی از دوره مطالعاتی رصدخانه دانشگاه گلاسگو به کار رفته و در این جا به علت وابستگی آنها به طرح دستگاهها تشریح شده‌اند . هنگام به کار بردن این‌گونه وسایل توسط دانشجویان باید این موضوع را خاطر نشان کرد . چون اطلاعات مورد نیاز یک آزمایش ممکن است در فصول مختلف کتاب پراکنده باشد ، نمی‌توان تمرینهایی را ارائه کرد که دقیقاً " طرح و ترتیب متن را رعایت کند . طرحی که در زیر آمده است نحوه پیشرفت موضوعات کتاب را نشان می‌دهد .

تعداد آزمایشها و تمرینهایی که بتوان ابداع کرد عملاً نامحدود است و آنهایی که در این جا ارائه شده تنها گزیده‌ای از مجموع آنهاست ولی برای دوره‌هایی که بر اساس فصول این کتاب تهیه شده‌اند ، مناسب و کافی هستند .

آزمایش و تمرینهای بیشتری را می‌توان در کتاب *Practical Work in Elementary Astronomy: Observational* نوشته ام . جی . ژو همچنین در کتاب *Activities and Experiments* نوشته ام . گاینر به دست آورد . البته مجموعه‌ای از



تمرین را نیز می‌توان از مؤسسه انتشاراتی Sky Publishing Corporation (نشانی این مؤسسه در پائویس آورده شده است) تهیه کرد. از این منابع و مراجع در محلهای مقتضی مجدداً نام برده می‌شود.

## ۲۲ - ۲ مشاهدات ساده

نقطه شروعی که می‌تواند برای یک دانشجوی رشته نجوم مفید باشد مشاهده آسمان صاف شب با چشم غیر مسلح یا با دوربین چشمی است. آنچه که وی ممکن است ببیند یا توجهش را جلب کند در زیر آورده‌ایم:

الف - روشنایی ستارگان یکسان نیست. با به کار بردن یک نقشه ستارگان به همراه مقیاس قدر یا با یافتن قدر ستارگان از کاتالوگهای مربوطه کم نورترین ستاره‌ای را که می‌توان دید تخمین بزنید. آیا این ستاره از یک شب تا شب بعد تغییر می‌کند؟ آیا می‌توان منابع طویل کم نور مثل کهکشان ام‌رأة‌المسلسله را دید؟ حال از دید غیر مستقیم چشم استفاده کنید.

ب - توجه کنید که چندین ستاره را به علت جذب ناشی از جو زمین نزدیک افق می‌بینیم. روشنایی ظاهری دو ستاره را که در فهرست با قدر یکسان مشخص شده‌اند و یکی در مجاورت سمت الرأس و دیگری نزدیک افق است با یکدیگر مقایسه کنید.

ج - نحوه پراکندگی ستارگان در آسمان اتفاقی نیست. به شیوه‌ای که آنها گروه‌بندی شده‌اند توجه کنید. خوشه‌هایی که می‌توان به آنها توجه خاص کرد خوشه پروین (ثریا) <sup>۲</sup> و پرائسپ <sup>۳</sup> می‌باشد.

د - ستارگان چشمک می‌زنند یا از خود برق می‌زنند. توجه کنید که این پدیده بر حسب ارتفاع ستاره در بالای افق بتدریج از بین می‌رود و اغلب ستارگان مجاور سمت الرأس، اثر کمی از این پدیده را بروز می‌دهند.

ه - برخی از رصدکنندگان قادرند رنگ ستارگان را تشخیص دهند. ببینید آیا ستاره‌ای وجود دارد که رنگ جالب توجهی داشته باشد و مشاهدات خود را با نقشه ستارگان یا کاتالوگ

1-Sky Publishing Corporation, 49-50-51 Bay State Road, Cambridge, Massachusetts,

02138, U.S.A

2- Pleiades

3- Praesepe

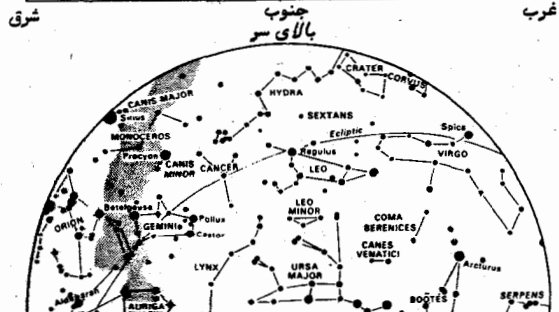
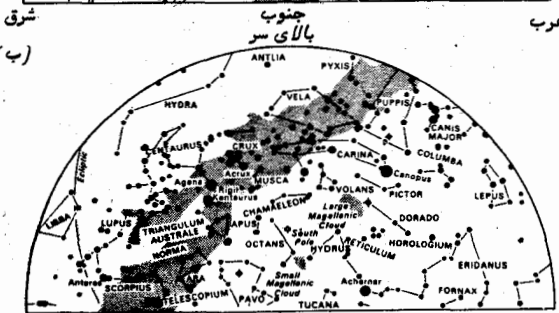
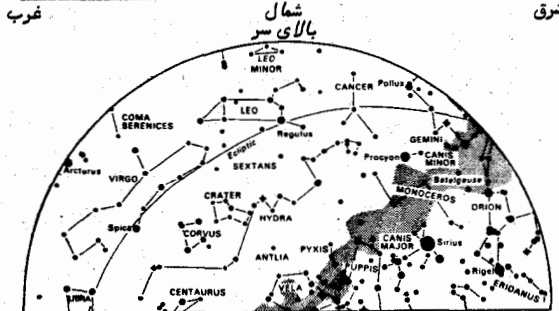
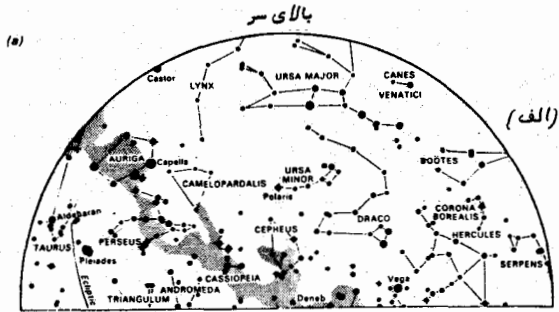
آنها مقایسه کنید. در صورت واضح نبودن تفاوت رنگها، ابط الجوزا<sup>۱</sup> (الفاجبار) و رَجُل الجبار<sup>۲</sup> (بتاجبار) را مقایسه کنید.

و - عبور هر قمر مصنوعی را بررسی کنید و مشاهدات خود را با پیش‌بینیهای قبلی مقایسه کنید. یک قمر مصنوعی روشنایی یک ستاره<sup>۳</sup> معمولی را دارد ولی جهت حرکت آن خلاف حرکت زمینه<sup>۴</sup> ستارگان است و غالبا " ۳ تا ۲۰ دقیقه بطول می‌انجامد تا آسمان را بپیماید. برخی از آنها بسرعت ناپدید می‌شوند زیرا در مسیر خود به قسمت سایه<sup>۵</sup> مخروطی زمین وارد می‌شوند. تشخیص صور فلکی در آسمان شب بسیار مفید است و پیشنهاد می‌شود که خواننده با الگوی تعیین شده<sup>۶</sup> ستارگان آشنا شود. پس از این آشنایی، مثلا " براحتی می‌توان سیارات را نیز تشخیص داد. برای این کار از یک جهان‌نمای مسطح یا نقشه<sup>۷</sup> کاملی مانند اطلس ستارگان نورتن<sup>۳</sup> می‌توان استفاده کرد. اگر افلاک نما در اختیار داشته باشید، تشخیص صور فلکی خیلی سریعتر صورت می‌گیرد مخصوصا " اگر از یک پروژکتور برای نمایش هر صورت فلکی استفاده شود. وضعیت آسمان نیمکره‌های شمالی و جنوبی را در شکل‌های ۱-۲۲ تا ۴-۲۲ برای چهار فصل سال ارائه کرده‌ایم و زمان هر نقشه به لحظاتی بعد از غروب خورشید مربوط است. صور فلکی بسیار مشهور را با جزئیات کامل هر یک در شکل‌های ۵-۲۲ تا ۱۰-۲۲ آورده‌ایم.

1- Betelgeuse

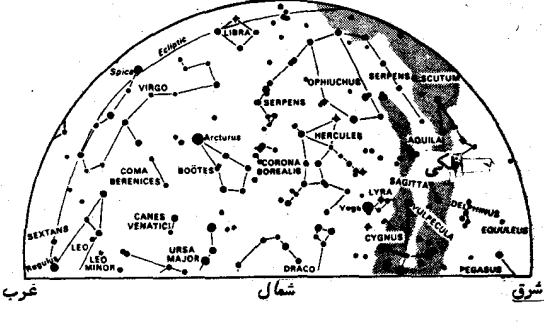
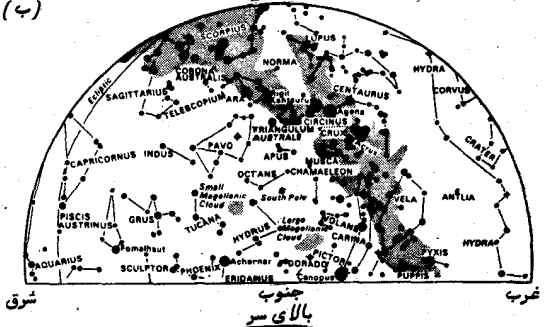
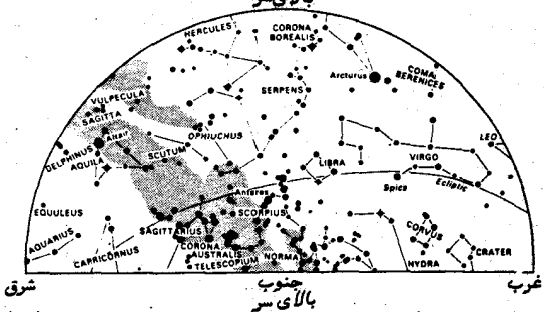
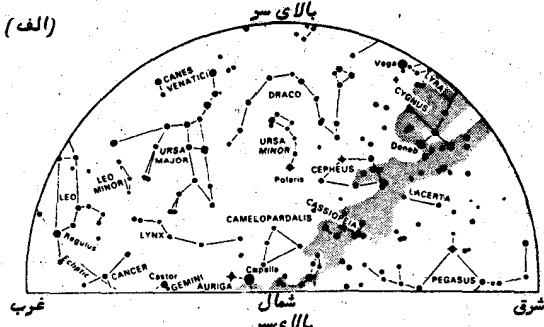
2- Rigel

3- Norton Star Atlas

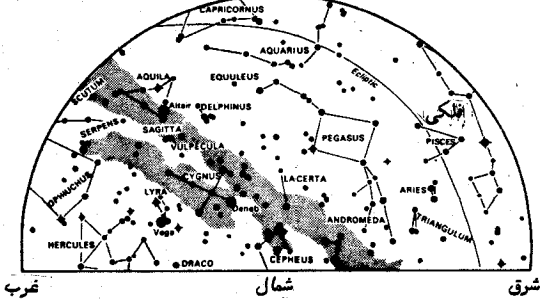
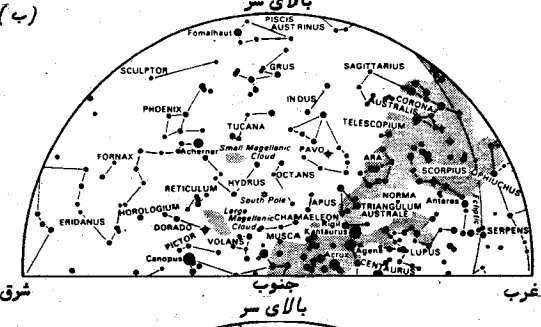
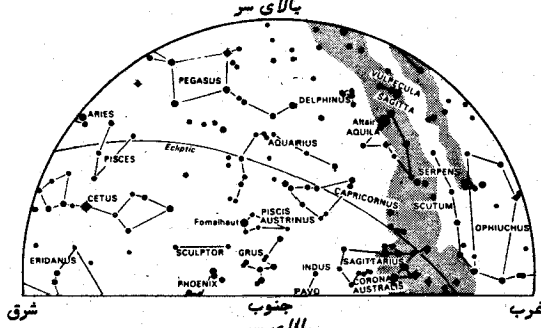
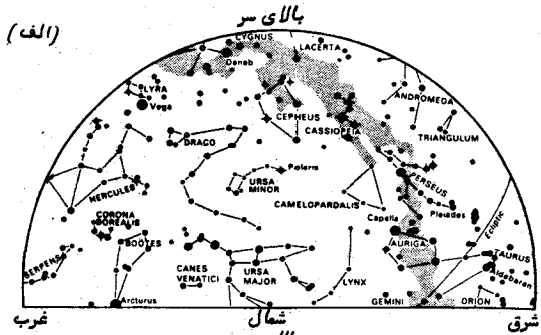


شکل ۲۲-۱ صور فکلی ماههای بهمن - اسفند و فروردین در (الف) نیمکره شمالی و

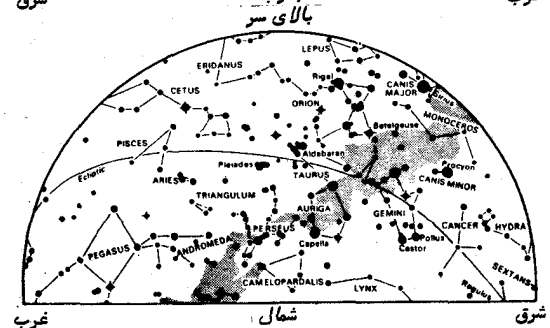
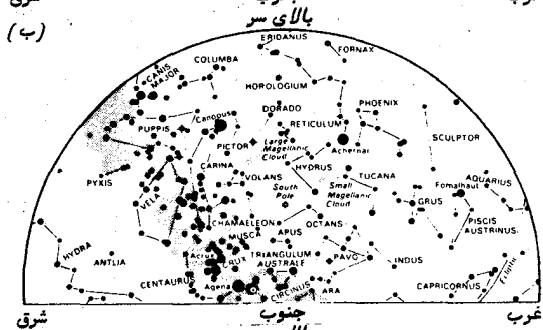
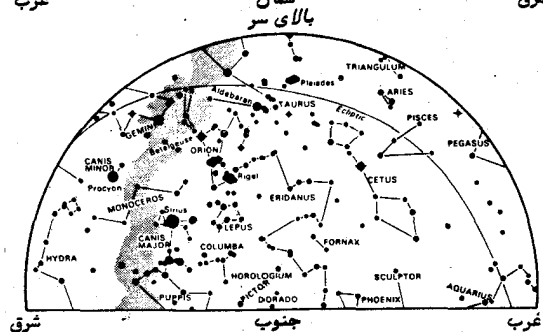
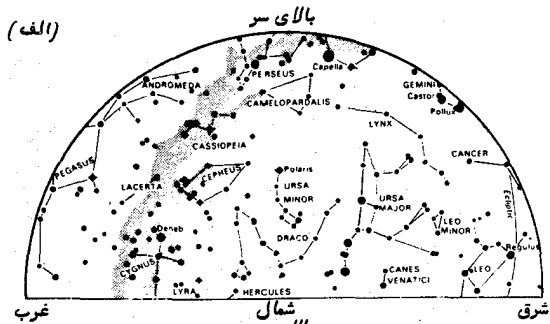
(ب) در نیمکره جنوبی



شکل ۲۲-۲۳ صور فکلی ماههای اردیبهشت - خرداد و تیر در (الف) نیمکره شمالی و (ب) نیمکره جنوبی



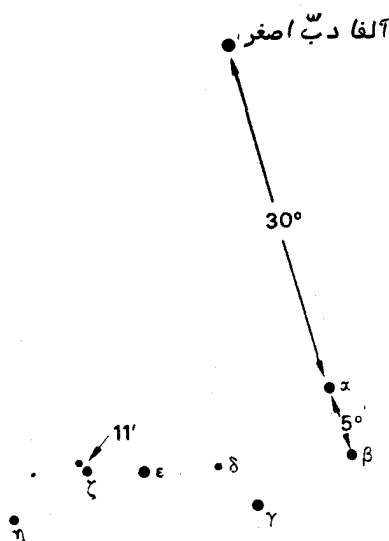
شکل ۲۲-۳ صور فکلی ماههای مرداد - شهریور و مهر در (الف) در نیمکره شمالی و در (ب) در نیمکره جنوبی



شکل ۲۲-۴ صور فلکی ماههای آبان - آذر و دی در (الف) نیمکره شمالی و در (ب)

نیمکره جنوبی

علاوه بر این، داشتن حس تخمین اندازه زاویه‌ای در آسمان نیز مفید است و هر فرد باید بتواند زوایای بین اجرام سماوی را بخوبی تخمین بزند. برای آغاز این کار، می‌توان صور فلکی مشهور را بررسی کرد. مثلاً "برای مثال، جدایی دو ستاره عناق<sup>۱</sup> و سهبا<sup>۲</sup> (ستارگان زتا و ۸۰ در دب اکبر) حدود ۱۱ دقیقه قوسی است و جدایی ستارگان دبه<sup>۳</sup> و مرق<sup>۴</sup> (آلفا دب اکبر و بتا دب اکبر) تقریباً ۵ درجه است. فاصله بین ستاره قطبی (آلفا دب اصغر) و دبه (آلفا دب اکبر) نزدیک ۳۰ درجه است (شکل ۲۲-۵ را ملاحظه کنید). اضلاع مربع فرس اعظم (شکل ۲۲-۶ را ملاحظه کنید) تقریباً ۱۶ درجه می‌باشد. همچنین باید به یاد آورد که زاویه‌ای که ماه را فرا می‌گیرد قریب به نیم درجه است.

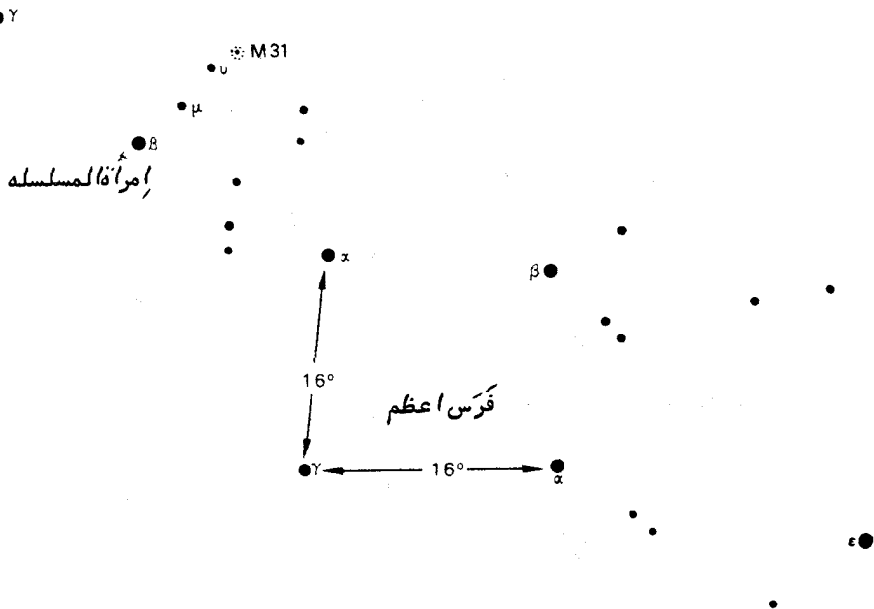


صور فلکی دب اکبر

شکل ۲۲-۵ ستارگان نورانی صور فلکی دب اکبر

می‌توان با کشیده نگهداشتن بازو و پوشاندن زوایای مورد نیاز با قسمت‌های مختلف دست برآوردی تقریبی راجع به آن زوایا ارائه کرد. مقادیر متداول این شیوه را در شکل ۲۲-۱۱

- 1- Mizar
- 2- Alcor
- 3- Dubhe
- 4- Merak



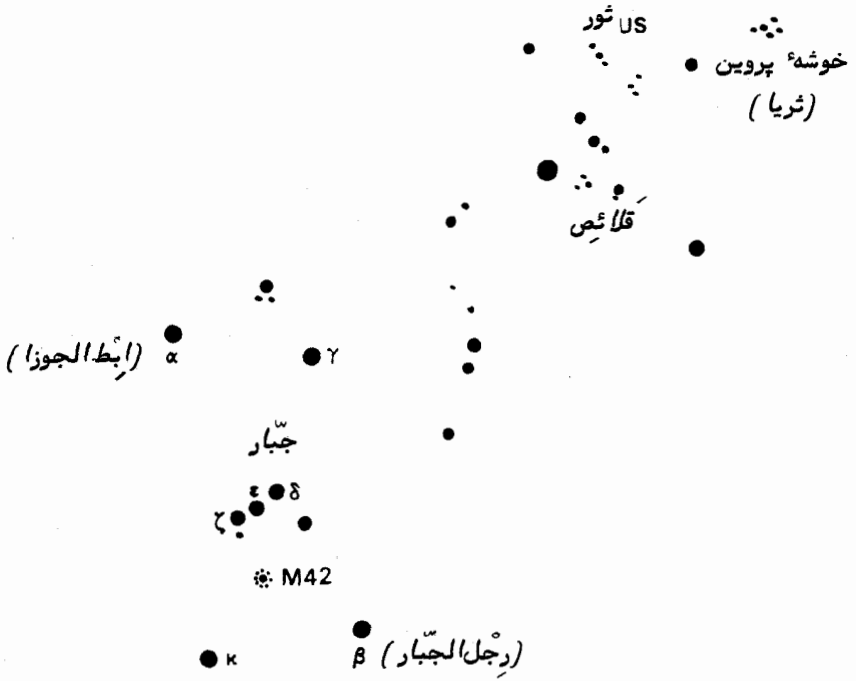
شکل ۲۲-۶ ستارگان نورانی صور فلکی امراة الملسله و فرس اعظم . موضع کهکشان امراة الملسله (M ۳۱ یا NGC ۲۲۴) نیز معین شده است .

آوردہ ایم . ہر دانشجوی رشتہ نجوم باید با مقایسہ مشاہدات خود و نقشہ ستارگان بہ سیستم و مقیاسی دست یابد .

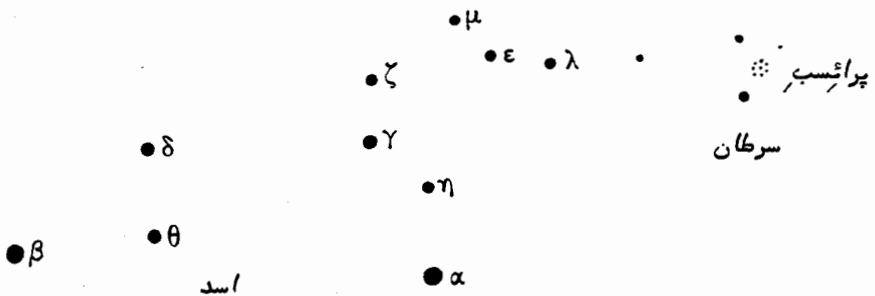
در طول چندین ہفتہ تغییرات زمان طلوع و غروب صور فلکی را یادداشت کنید . این عمل را ہنگامی می توان انجام داد کہ گروہی از ستارگان معین نسبت بہ محل ناظر و علامت مشخصہ ای کہ انتخاب کردہ در موضع مشابہی قرار می گیرند . حتی می توان با فرو کردن یک جفت میلہ عمودی در زمین با فاصلہ چند متر از یکدیگر بہ مشاہدات دقیقتری دربارہ عبور ستارگان دست یافت .

اگر یک دوربین عکاسی ۳۵ میلیمتری در اختیار باشد ، عکسبرداری از ستارگان مفیدتر خواهد بود و اگر از فیلم رنگی استفادہ شود رنگ ستارگان بہتر جلوه می کند اگر چہ رنگ ثبت شدہ بہ علت عیب دو جانبہ دقیق نیست . دنبال کردن حرکت روزانہ ستارگان توسط دوربین عکاسی ضرورت ندارد بلکہ می توان با قرار دادن دوربین بر روی یک پایہ محکم و باز کردن دہانہ دوربین بہ مدت چند دقیقہ عکسی از ستارگان تهیه کرد کہ در حرکتند . در این عکس ستارگان بہ صورت دنبالہ دار ثبت می شوند . ستارگان مذکور را بسادگی از روی نقشہ ستارگان





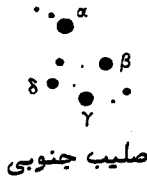
شکل ۲۲-۷ طرح کلی طور فلکی جبار و ثور



شکل ۲۲-۸ ستارگان پر نور صورت فلکی اسد

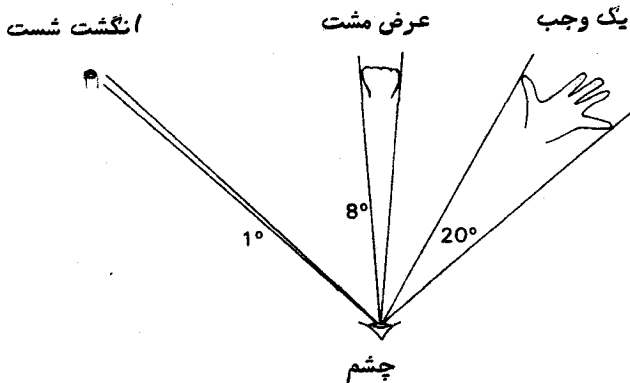


شکل ۲۲-۹ ستارگان پر نور صورت فلکی عقرب



شکل ۲۲-۱۰ ستارگان پر نور صورت فلکی صلیب جنوبی

تشخیص می‌دهند و رنگ آنها را نیز با طبقه‌بندی طیفی که به صورت فهرست می‌باشد مقایسه می‌کنند. باید توجه کرد که هر چه ستاره پرنورتر باشد، دنباله آن ضخیمتر است.



شکل ۲۲-۱۱ دست انسان به عنوان وسیله‌ای برای تخمین زوایا

می‌توان با نشانه رفتن دوربین عکاسی به سوی قطب عکس جالب توجهی گرفت. در این صورت زمان نور دیدن عکس را باید طولانی کرد و به نیم ساعت یا بیشتر رساند. می‌بینید که دنباله ستارگان به شکل قوسهایی است که مرکز آن به ستاره قطبی (آلفادب اصغر) نزدیک می‌باشد. باید توجه کرد که ستاره قطبی یک تصویر نقطه‌ای نمی‌باشد و در خلال عکسبرداری حرکت داشته است که نشان دهنده این است که ستاره مذکور در محل دقیق قطب قرار ندارد. طول این قوسها را اندازه بگیرید و پس از تبدیل آنها به اندازه‌های زاویه‌ای مدت زمان نور دیدن عکس را بررسی کنید. گاهی می‌توان با نمایش اسلاید تهیه شده بر روی یک پرده، طول قوسها را دقیقتر اندازه گرفت.

## ۲۲ - ۳ موازنه شخصی

کاملاً واضح است که هنگام مقایسه مجموعه‌ای از اطلاعات که توسط ناظران مختلف به دست آمده در برخی از این اندازه‌گیریها اختلافات اصولی پیش می‌آید. برای نمونه، محل تعیین شده بهترین حالت وضوح یک عدسی ممکن است به چگونگی قدرت دید ناظر بستگی داشته باشد که نسبت به هر فرد متغیر است.

تأثیر وابستگی ناظر در انجام مشاهدات را می‌توان با واداشتن چند نفر به زمان‌گیری یک حادثه مثلاً خاموش شدن یک چراغ نشان داد. روشهای گوناگونی برای این کار وجود دارد که یکی از آنها را در زیر آورده‌ایم:

الف - پس از تحویل کروномتر به ده دانشجو (دقت کروномترها باید  $\frac{1}{10}$  ثانیه‌ای بیشتر باشد) به آنها بگویید در یک زمان معین که با یک ساعت مرجع و کاملاً دقیق مشخص می‌شود کروномترهای خودشان را به کار بپندازند.

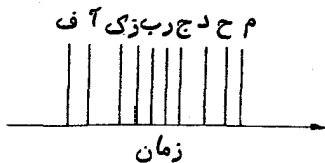
ب - اجازه دهید همه دانشجویان چراغ را ببینند و به آنها بگویید لحظه‌ای که چراغ خاموش می‌شود آنها نیز کروномترهای خود را متوقف کنند. بعد از حدود ۳۰ ثانیه چراغ را خاموش کنید (بدون این که آنها عمل زدن کلید را ببینند).

ج - زمانهای ثبت شده هر کروномتر را بر روی نموداری ترسیم کنید و آن را با حرف اول نام هر ناظر مشخص کنید (شکل ۲۲-۱۲ را ملاحظه کنید).

د - این آزمایش را چندین بار تکرار کنید.

از نمودارهای به دست آمده معمولاً "براحتی می‌توان دریافت چه کسی پیوسته در زمان‌گیری حادثه نسبت به میانگین گروه، مدت زمان کمتر یا بیشتری را ثبت کرده است، واضح است که اگر قرار باشد صرفاً نتایج این فرد را به کار برند، باید در پاسخ فردی او مقادیری را منظور کنند. ممکن است اختلافات اصولی فردی در نتایج آزمایشهایی که در این فصل تشریح شده‌اند

حرف اول نام ناظر



شکل ۲۲-۱ گستردگی موارد ثبت شده چند ناظر هنگام زمان‌گیری یک حادثه

نیز به چشم بخورد. بویژه، اندازه‌گیرهای چشمی قدر ستارگانی که بر روی صفحات عکاسی ثبت شده‌اند معمولاً "چنین اختلافاتی را نشان می‌دهد. هنگامی که این آزمایش تشریح شود مجدداً" به این مطلب اشاره‌ای خواهیم کرد (قسمت ۲۲-۸).

۲۲ - ۴ خورشید، وسیله‌ای برای سنجش زمان

با استفاده از اصول هندسی مناسب براحتی می‌توان تغییر جهت‌های سایه را به حرکت ظاهری خورشید در آسمان و در نتیجه سپری شدن زمان تبدیل کرد. وسیله مخصوصی که برای این کار طراحی شده ساعت خورشیدی است.

ساعت‌های خورشیدی از نظر شکل متفاوتند. دو نوع از این ساعت‌ها را که متداولتر می‌باشند همراه با شرح نحوه ساخت و استفاده صحیح آنها در زیر ارائه کرده‌ایم: ساعت‌های خورشیدی افقی و عمودی. علاوه بر این، استفاده از یک ظهر نگار ساده را نیز در این قسمت تشریح کرده‌ایم. قبل از انجام این کارها بهتر است درباره دو واژه‌ای که بر محل سایه تأثیر دارند و نیز رابطه بین آنها و زمان قدری توضیح بدهیم. این دو واژه طول و معادله زمان می‌باشند.

الف - اثر طول: اگر دو ساعت خورشیدی را در فاصله چند کیلومتری از لحاظ طول جغرافیایی یکدیگر قرار دهیم، در این صورت زمانی که طی آن سایه بر روی ظهرنگارها می‌افتد در هر ساعت متفاوت می‌باشد، یعنی هر چه ساعت خورشیدی بیشتر در جهت غرب قرار گیرد، زمان رخ دادن این واقعه دیرتر می‌شود. از این رو، اگر بخواهیم زمانی را که با یک ساعت خورشیدی به دست آمده به زمان عرفی تبدیل کنیم باید به نسبت طول جغرافیایی مرجع که برای تعیین منطقه زمانی آن محل به کار رفته مقادیری را در طول جغرافیایی آن ساعت خورشیدی منظور کنیم. در انگلستان مخصوصاً "در زمستان این وضعیت بسیار ساده است. در ساعت‌های خورشیدی واقع در غرب نصف النهار گرینویچ باید به ازای طول جغرافیایی مورد نظر مدت

زمان معینی را به آن افزود تا زمان عرفی به دست آید و در ساعت‌های خورشیدی شرق نصف النهار گرینویچ باید مقدار تصحیح زمانی مورد نیاز را از آن کم کرد. در فصل تابستان به زمان ساعت‌های خورشیدی باید مدت یک ساعت اضافی افزود.

برای مثال یک ساعت خورشیدی را در گلاسگو که طول جغرافیایی آن  $۲۲^\circ$  و  $۴^\circ$  غربی و معادل ۱۷ دقیقه و ۲۸ ثانیه زمانی است در نظر بگیرید، اگر  $t$  زمان ساعت خورشیدی و  $T$  زمان عرفی باشد، در این صورت خواهیم داشت:

(اگر زمان تابستانی را به کار ساعت ثانیه دقیقه

$$T = t + ۱۷ + ۲۸ + ۱ \quad (\text{برده باشند})$$

ب - معادله زمان:

بهترین سیستم زمانی آن است که زمان در طول آن با سرعت یکنواختی سپری شود. به عبارت دیگر، هر واحد زمانی که طی می‌شود باید با مدت واحدهای زمانی قبل برابر باشد. اگر زمان بین عبورهای متوالی خورشید را در امتداد نصف النهار شمال - جنوب با یک ساعت دقیق بسنجند در می‌یابند این فاصله زمانی در طول سال ثابت نمی‌باشد. در برخی از فصول سرعت آن بیشتر و در سایر فصلها از سرعت آن کاسته می‌شود. این اثر به علت تغییر سرعت زمین در مدار بیضوی آن به دور خورشید است.

در خلال دورانهایی که فاصله زمانی بین عبورهای متوالی کوتاهتر می‌شود، واضح است که عبورها نیز در هر روز زودتر رخ می‌دهند و به همین ترتیب هنگامی که فاصله زمانی بین عبورها طولانیتر می‌شود عبورها نیز در هر روز دیرتر رخ می‌دهند. در برخی از فصلهای سال، عبور خورشید قبل از فرا رسیدن ظهری که با یک ساعت دقیق تعیین می‌شود رخ می‌دهد و در سایر فصول بعد از آن صورت می‌گیرد. اختلاف بین زمان مشخص شده با ساعت خورشیدی (طول جغرافیایی نیز در آن منظور شده است) و زمان عرفی را معادله زمان می‌نامند، بدین ترتیب که:

زمان عرفی - زمان ساعت خورشیدی = معادله زمان

(بر حسب GMT تصحیح شده) (طول جغرافیایی در نظر گرفته شده)

یا:

معادله زمان - زمان ساعت خورشیدی = زمان عرفی

با دانستن معادله زمان به ازای هر روز می‌توان زمان ارائه شده با ساعت خورشیدی را

به زمان عرفی تبدیل کرد .

می‌توان از شکل ۸-۵ مقدار معادله زمان را به ازای هر روز معین به دست آورد .  
در بعضی از ساعت‌های خورشیدی که در موقعیت مکانی شما یافت می‌شود ، ممکن است معادله زمان را بر روی آن به شکل جدول ارائه کرده باشند . بعلاوه معادله زمان را نیز می‌توان در کتب مختلفی مثل تقویم وینگر به دست آورد .

### ۲۲-۴-۱ ساعت خورشیدی افقی

این ساعت آن طور که از نامش معلوم است طوری طرح شده که سایه ایجاد شده از شاخص بر روی یک سطح افقی می‌افتد (شکل ۲۲-۱۳ را ملاحظه کنید) . برای این که خط سایه کاملاً واضح باشد ، شاخص باید باریک و ضخامت آن حدود ۱ میلی‌متر باشد . شاخص را باید طوری برید که زاویه‌ای که با صفحه افقی می‌سازد برابر عرض جغرافیایی محل باشد . وقتی که ساعت خورشیدی را به نحو صحیح بر روی نصف النهار قرار دهیم خط شاخص باید متوجه قطب شمال سماوی باشد .

می‌توان با به کار بردن معادله زیر علامتی را که به خطوط نشان دهنده وقت مربوط هستند بر روی صفحه تعیین و ترسیم کرد :

$$\tan \gamma = \sin \phi \tan h,$$

که  $\gamma$  زاویه بین خط ظهر و لبه سایه زمان مورد نظر ،  $h$  (به درجه تبدیل شده است) زاویه‌ای است که خورشید طی آن از نصف النهار فاصله دارد و  $\phi$  عرض جغرافیایی می‌باشد . آنچه واضح است این است که هنگام ظهر مقدار  $h$  صفر است .

برای نمونه ، مقدار  $\gamma$  را در عرض جغرافیایی  $۵۳^\circ$  و  $۵۵^\circ$  برای حالت‌هایی محاسبه کرده‌ایم که خورشید در ۲ ساعت از هر طرف نصف النهار ( $h = ۳۰^\circ$ ) قرار دارد یعنی ساعت ۱۰ و ۱۴ .

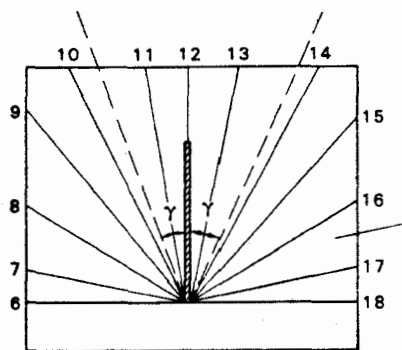
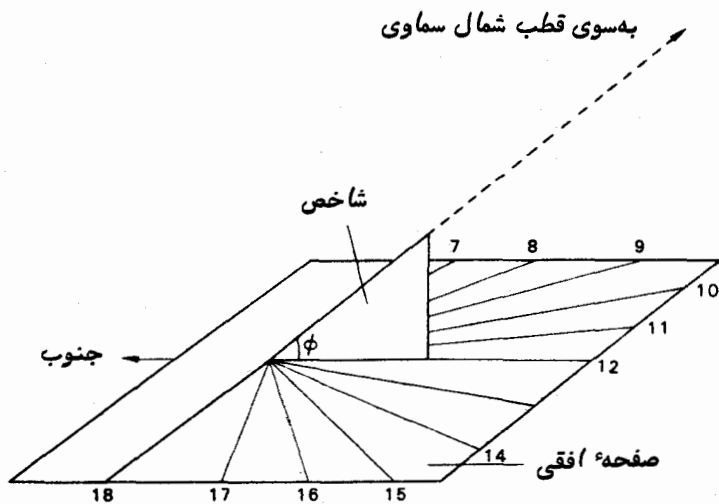
$$\sin \phi \quad ۰/۸۲۷۹ \quad \times \quad \log \sin \phi \quad \bar{1}/۹۱۸۰$$

$$\tan h \quad ۰/۵۷۷۳ \quad \log \tan h \quad \bar{1}/۷۶۱۴$$

$$\tan \gamma \quad ۰/۴۷۷۹ \quad \log \tan \gamma \quad \bar{1}/۶۷۹۴$$

$$\gamma \quad ۲۵^\circ ۳۳'$$

$$\gamma \quad \underline{\underline{۲۵^\circ ۳۳''}}$$



شکل ۲۲-۱۳ یک ساعت خورشیدی افقی

در این موقعیت  $\gamma$  برابر  $۳۳^\circ$  و  $۱۲۵^\circ$  است. برای تکمیل خطوط ساعت خورشیدی باید مقادیر مختلف  $\gamma$  را محاسبه و ترسیم کرد، مثلاً "برای هر فاصله زمانی ۱۰ دقیقه باید خطی ترسیم کرد.

برای تنظیم ساعت باید صفحه افقی مدرج را به وسیله یک تراز الکلی در حالت افقی نصب کرد. برای تعیین خط ظهر محل باید هر روز صفحه ساعت را به مقدار کم چرخاند تا

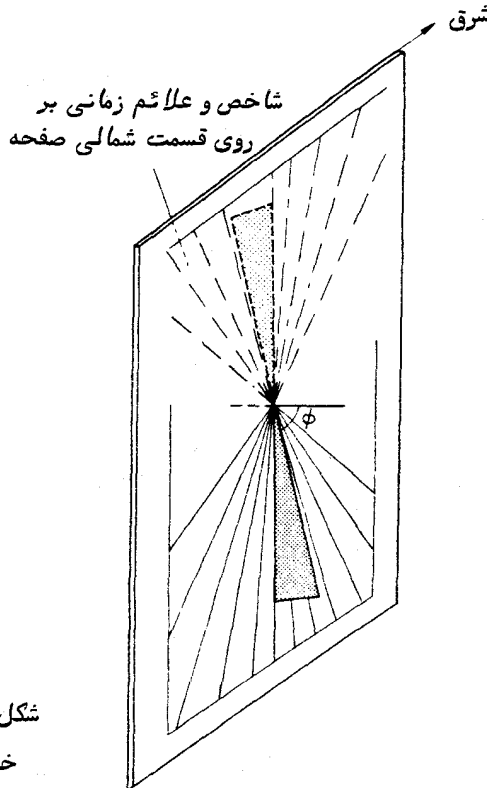
این که روزی زاویه مشاهده شده هر دو سوی ظهر به ازای فواصل زمانی یکسان در هر دو طرف ظهر مثلا " ۲ ساعت قبل و ۲ ساعت بعد از ظهر برابر شود .

۲۲-۴-۲ ساعت خورشیدی عمودی

ساده‌ترین نمونه ساعت خورشیدی عمودی از یک صفحه تشکیل شده که در امتداد خط شرق به غرب و البته به حالت عمودی قرار دارد . جهت شاخص باید در امتداد قطب شمال سماوی باشد . خطوط نشان دهنده زمان باید در هر دو سوی شاخص کشیده شود و زاویه  $\gamma$  یعنی زوایایی که از قاعده شاخص نسبت به خط ظهر تشکیل می‌شود از فرمول زیر به دست می‌آید :

$$\tan \gamma = \cos \phi \tan h$$

که در این فرمول  $\phi$  و  $h$  مشابه کمیت‌های ذکر شده برای ساعت خورشیدی افقی می‌باشند . برای این که بتوان سایه خورشید را در اوائل صبح یا اواخر شب روزهای تابستانی که خورشید در امتداد خط شرق به غرب طلوع یا غروب می‌کند ثبت کرد ، اگر شاخص در داخل



شکل ۲۲-۱۴ یک ساعت خورشیدی عمودی

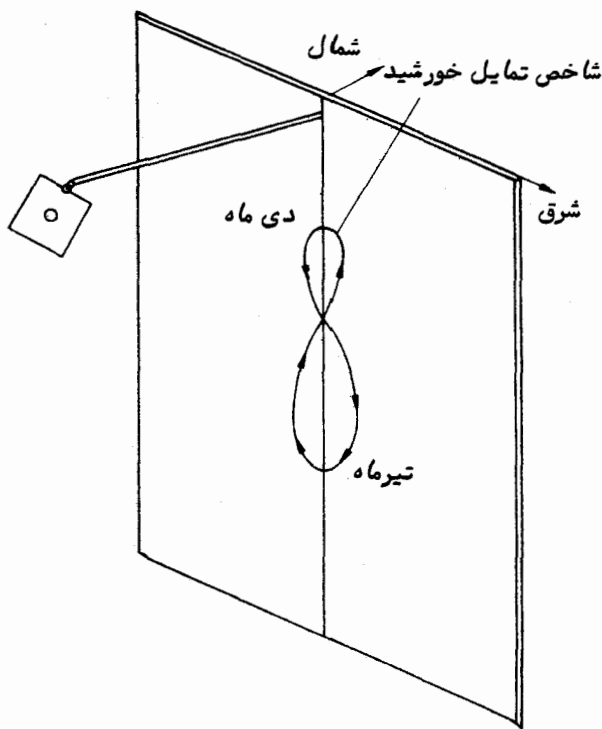


صفحه مذکور بتواند تغییر محل بدهد می‌توان از قسمت دیگر صفحه استفاده کرد و شاخص، تصویر سایه‌های خورشید را بر سطح شمالی صفحه خواهد افکند (شکل ۲۲-۱۴ را ملاحظه کنید).

### ۲۲-۴-۳ ظهرنگار

یک ظهرنگار ساده را می‌توان با استفاده از یک صفحه عمودی که آن هم درجهت شرق به غرب قرار داده شده تهیه کرد. بر روی بازویی که نسبت به این صفحه عمود است قرصی را نصب می‌کنند که در وسط آن سوراخ کوچکی وجود دارد. در خلال ساعتیایی نزدیک ظهر لکه‌ای نوری بر روی صفحه مذکور پدید می‌آید که اطراف آن را سایه‌ای فرا گرفته است و براحتی می‌توان وسط این لکه را که تصویر خورشید می‌باشد بر روی صفحه علامتگذاری کرد.

اگر طی یک سال هر روز موضع خورشید را هنگام ظهر یادداشت کنند بنا به ارتفاع ظهر در طول زمستان و تابستان علامت مورد نظر بالا و پایین خواهد رفت. علاوه بر این حرکات، علامتهای فوق ابتدا در جهت شرق و سپس در جهت غرب سیر می‌کنند که این عمل دوبار در سال رخ می‌دهد و سبب تشکیل شکل 8 (۸ لاتین) با شاخص تمایل خورشید می‌شود. دورشدگی



شکل ۲۲-۱۵ یک ظهرنگار ساده

این شکل از خط عمودی بر معادلهٔ زمان منطبق است. در روزهایی که معادلهٔ زمان صفر است، تصویر خورشید در ظهر محلی از مرکز شکل بر روی خط عمودی می‌افتد و در روزهایی که دورشدگی از خط عمودی به بیشترین مقدار می‌رسد معادلهٔ زمان دارای مقدار حداکثر است. این منحنی یکی از راههای نمایش معادلهٔ زمان می‌باشد.

با استفاده از وسیلهٔ سادهٔ شکل ۲۲-۱۵ و قرار دادن آن در جهت صحیح به روشی که در ساعت خورشیدی افقی ذکر شد می‌توان در خلال یک سال شاخص تمایل خورشید را ترسیم کرد و از این طریق به معادلهٔ زمان دست یافت. در حالت عکس اگر شاخص تمایل خورشید را قبلاً "بر روی صفحهٔ عمودی ترسیم کرده باشند می‌توان از این وسیله برای اعلام فرارسیدن ظهر محلی استفاده کرد. پس از منظور کردن مقدار تصحیح طول جغرافیایی می‌توان ظهر زمان عرفی را با آن مقایسه کرد.

## ۲۲ - ۵ خورشید، وسیله‌ای برای پیدا کردن موضع

در هر لحظهٔ معین موضع ظاهری خورشید در آسمان به طول و عرض جغرافیایی ناظر بستگی دارد. برای این که محل ناظر با دقتی مناسب تعیین شود می‌بایست از وسایل نوری مثل تقوودولیت (دوربین نجومی) یا سکستانت استفاده شود. البته باید تصحیحاتی را دربارهٔ اثرات شکست ناشی از جو زمین انجام داد.

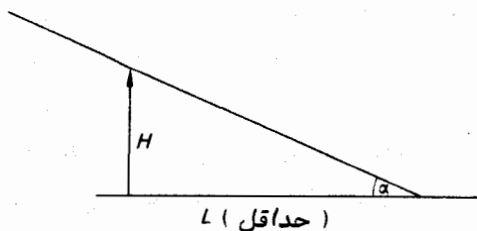
### ۲۲-۵-۱ روش سادهٔ تعیین عرض جغرافیایی

تیر یا قطعهٔ چوب نوک تیزی را بطور عمود قرار دهید تا سایهٔ آن بر روی یک صفحهٔ افقی بیفتد. صفحهٔ مذکور باید طوری باشد که بتوان انتهای سایه را بر روی آن علامت گذاشت. طی یک ساعت قبل و بعد از ظهر محلی و در فواصل زمانی ده دقیقه، محل انتهای سایه را علامت بگذارید. پس از خاتمهٔ کار، کوتاهترین طول سایه را از پایهٔ تیر شاخص تا انتهای سایه اندازه بگیرید. این طول به زمانی مربوط می‌شود که خورشید بر بالای نصف النهار قرار داشته است. با دانستن ارتفاع شاخص از سطح صفحهٔ افقی و با استفاده از فرمول زیر می‌توان حداکثر ارتفاع خورشید را تعیین کرد (شکل ۲۲-۱۶ الف) را ملاحظه کنید):

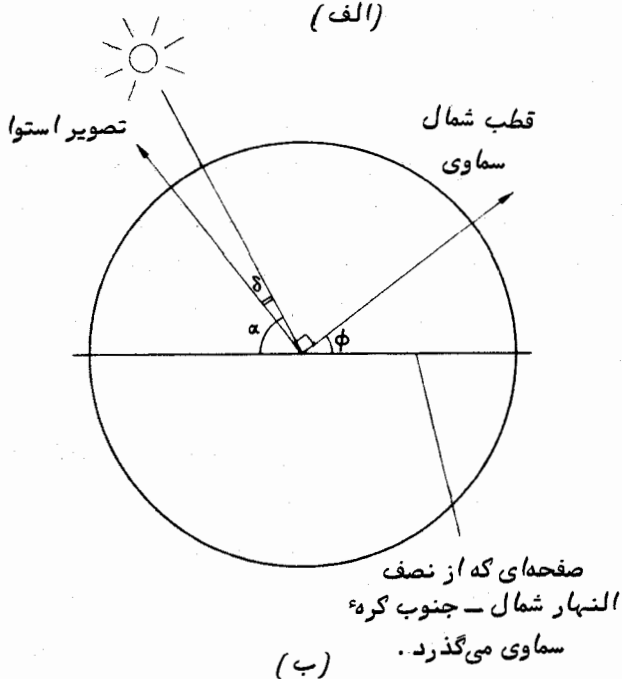
$$\tan \alpha = \frac{H}{L}$$

بعلاوه با دانستن میل خورشید در آن روز از فرمول زیر می‌توان عرض جغرافیایی ناظر را به دست آورد (شکل ۲۲-۱۶ ب) را ملاحظه کنید):

$$\phi = 90^\circ + (\delta - \alpha)$$



(الف)



شکل ۲۲-۱۶ روش ساده تعیین عرض جغرافیایی

۲۲-۵-۲ رصد با استفاده از تئودولیت

در این تمرین با استفاده از یک تئودولیت (دوربین نقشه‌برداری) در یک زمان معین زاویه سمت خورشید را به دست می‌آورند. با دانستن زاویه ساعتی خورشید را در لحظه رصد، زاویه بین خورشید و نصف النهار را می‌توان محاسبه کرد. ممکن است محل نصف النهار را به

نوبه خود با زاویه سمت یک جسم مرجع ثابت نسبت به ناظر توجیه و پس از آن برای همیشه آن را تعیین کرد .

تراز بودن تئودولیت را بررسی کنید و در صورت لزوم آن را تنظیم کنید . پس از اطمینان از این که فیلترها بر روی تلسکوپ نصب شده‌اند ، تئودولیت را به سوی خورشید نشانه بروید و موارد زیر را ثبت کنید :

الف - زمانی که لبه خورشید با سیمهای متقاطع ظریف ریزسنگ درون تئودولیت تماس پیدا می‌کند .

ب- زمانی که تماس لبه دیگر خورشید با سیمهای متقاطع و ظریف ریزسنگ مذکور قطع می‌شود و تصویر خورشید از میدان دید تئودولیت عبور کرده است .

میانگین این دو ، زمانی را مشخص می‌کند که طی آن مرکز خورشید بر روی سیمهای متقاطع و ظریف ریزسنگ قرار داشته است . به زاویه روی مقیاس مدور افق تئودولیت که خورشید در آن زاویه رصد شده توجه کنید . همچنین زاویه یک جسم مرجع ثابت دور را نیز یادداشت کنید .

این موقعیت در شکل ۲۲-۱۷ نشان داده شده و مشخص است که پدیده شکست برزاویه سمت یک جسم سماوی تأثیر نگذاشته است .  
طبق فرمول سینوس داریم :

$$\frac{\sin (90 - \delta_{\odot})}{\sin (360 - A)} = \frac{\sin z}{\sin H}$$

که حاصل آن چنین است :

$$\sin z = \frac{-\cos \delta_{\odot} \sin H}{\sin A}$$

بعلاوه داریم :

$$\sin z \cos (360 - A) = \cos (90 - \delta_{\odot}) \sin (90 - \phi) - \sin (90 - \delta_{\odot}) \cos (90 - \phi) \cos H,$$

که حاصل آن چنین است :

$$\sin z = \frac{\sin \delta_{\odot} \cos \phi - \cos \delta_{\odot} \sin \phi \cos H}{\cos A}$$

با حذف  $\sin z$  خواهیم داشت :

$$\tan A = \frac{\sin H}{\cos H \sin \phi - \tan \delta_{\odot} \cos \phi}$$

مثال: در دوم ماه مه سال ۱۹۷۱ میلادی مرکز خورشید در ساعت ۱۰ و ۴۲ دقیقه و ۱۰ ثانیه، زمان جهانی بر روی سیمهای متقاطع و ظریف ریزسنگ یک تئودولیت قرار داشته است. مقدار نشان داده شده بر روی دایره افقی تئودولیت ۱۲' و ۱۲۲° و مقدار نشان داده شده برای یک جسم سماوی مرجع ۲۷' و ۱۰۸° می‌باشد. مختصات ایستگاه رصدکننده به قرار زیر است:

$$\lambda = 4^{\circ} \text{ و } 18/9'$$

$$\phi = 55^{\circ} \text{ و } 54/3' \text{ شمالی}$$

میل خورشید را به دست می‌آوریم:

طبق تقویم نجومی میل خورشید در ساعت صفر زمان زیجی (ET) روز دوم مه سال

۱۹۷۱ میلادی چنین است:

$$\delta = +15^{\circ} \text{ و } 7' \text{ و } 15''$$

$$= +15^{\circ} \text{ و } 7/02'$$

$$+ 1029/7''$$

$$= +17/99'$$

افزایش روزانه مقدار  $\delta_{\odot}$ :

افزایش تبدیل زمان زیجی به زمان جهانی (۴۱ ثانیه):  $+0/01'$

$$+ 7/50$$

افزایش ۱۰ ساعت

$$+0/52$$

افزایش ۴۲ دقیقه و ۱۲ ثانیه

$$+8/03$$

جمع کل

بنابراین مقدار  $\delta_{\odot}$  در لحظه رصد برابر است با  $15^{\circ}$  و  $15/05'$

حال زاویه ساعتی خورشید را حساب می‌کنیم:

$$HA_{\odot} = LST - RA_{\odot}$$

و:

$$LST = GST - \lambda$$

طبق تقویم نجومی، زاویه بعد خورشید در ساعت صفر زمان زیجی روز دوم مه سال

۱۹۷۱ چنین است:

ثانیه دقیقه ساعت

$$RA_{\odot} = \underline{2 \text{ و } 34 \text{ و } 7/03}$$

افزایش روزانه زاویه بعد

ثانیه ۲۲۹/۵۳

افزایش تبدیل زمان زیجی به زمان جهانی (۴۱ ثانیه) ثانیه

+ ۰/۱

افزایش به ازای ۱۰ ساعت

ثانیه دقیقه

+ ۱ و ۳۵/۶

افزایش به ازای ۴۲ دقیقه و ۱۲ ثانیه

ثانیه

+ ۶/۷

جمع کل افزایش

+ ۱ و ۴۲/۴

ثانیه دقیقه ساعت

بدین ترتیب مقدار  $RA \odot$  در لحظه رصد برابر است با  $۴۹/۴$  و  $۳۵$  و  $۲$

ثانیه دقیقه ساعت

مجدداً "طبق تقویم نجومی زمان GST در ساعت - ۱/۶ و ۳۷ و ۱۴

صفر زمان جهانی

طول جغرافیایی محل (۴ درجه و ۱۸/۹ دقیقه

۱۵/۶ و ۱۷

غربی)

زمان LST در ساعت صفر

۴۶/۵ و ۱۹ و ۱۴

زمان رصد خورشید

۱۰/۵ و ۴۲ و ۱۰

ثانیه دقیقه ساعت

تبدیل ۱۰ و ۴۲ و ۱۰ به زمان نجومی

۴۵/۵ و ۱

(جدول موجود در تقویم نجومی را ببینید)

ثانیه دقیقه ساعت

زمان LST در لحظه ۱۰ و ۴۲ و ۱۰

۴۱/۵ و ۳ و ۱

زاویه بعد خورشید ( $RA \odot$ )

۴۹/۴ و ۳۵ و ۲

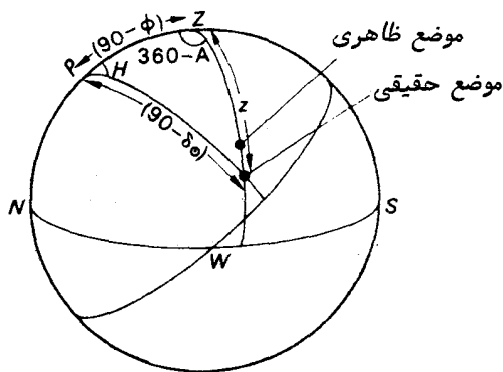
زاویه ساعتی خورشید ( $HA \odot$ )

۷/۷ و ۳۲ و -۱

$$HA \odot = H = -23^\circ \text{ و } 1/92'$$

	اعداد	نتایج	لگاریتم
$\cos H$	$0/92029x$		$\bar{1}/96392$
$\sin \phi$	$0/82811$		$\bar{1}/91809$
		$0/76210-$	$\bar{1}/88201$
$\tan \delta_0$	$0/27265x$		$\bar{1}/43560$
$\cos \phi$	$0/56057$		$\bar{1}/24863$
		$0/15284$	$\bar{1}/18423$
مخرج کسر	$0/60926$	$0/60926$	$\bar{1}/78480$
$\sin H$	$-0/39124$		$-\bar{1}/59245$
$\tan A$	$-0/64216$		$-\bar{1}/80765$

شمال شرقی  $18^\circ$  و  $A = 147^\circ$

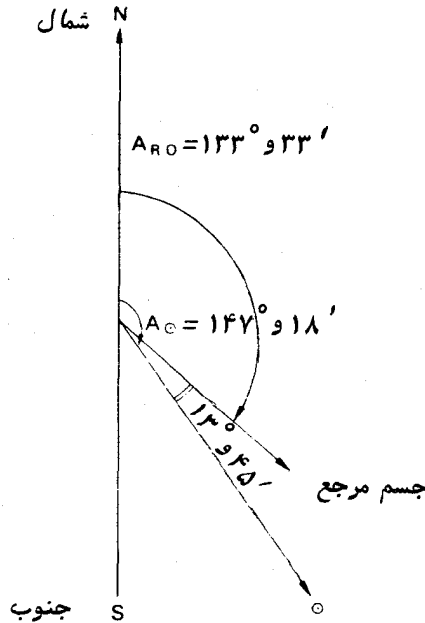


شکل ۲۲-۱۷ تعیین زاویه سمت خورشید

مقدار خوانده شده بر روی تعودولیت  $12^\circ$  و  $123^\circ$  و برای جسم مرجع  $27^\circ$  و  $108^\circ$  و اختلاف این دو رقم  $45^\circ$  و  $13^\circ$  می‌باشد. بدین ترتیب زاویه سمت جسم مرجع  $45^\circ$  و  $13^\circ$  کمتر

از زاویه سمت خورشید در لحظه رصد می‌باشد و زاویه سمت جسم مرجع  $۳۳'$  و  $۱۳۳^\circ$  شمال شرقی می‌شود.

وضعیت مذکور را در شکل ۲۲-۱۸ ملاحظه می‌کنید.



شکل ۲۲-۱۸ زاویه سمت خورشید نسبت به یک جسم ثابت مرجع

### ۲۲-۵-۳ مشاهده با استفاده از سکستانت

در این تمرین از سکستانت برای اندازه‌گیری ارتفاع خورشید در مدت زمان کوتاهی استفاده می‌شود تا محل استقرار ناظر تعیین شود. با به کار بردن یک کرومتر که بر حسب زمان متوسط گرینویچ کار می‌کند و میزان خطای آن مشخص است می‌توان زمان این مشاهدات را یادداشت کرد.

اصول مهمی که قبل از یافتن محل ناظر بر روی سطح زمین ضروریند بطور مختصر تشریح شده است.

### الف - دایره موضع

از شکل ۲۲-۱۹ در می‌یابیم که عرض،  $\phi$ ، و طول جغرافیایی،  $\lambda$ ، یک نقطه مثل



$L$  (نقطهٔ زیر خورشیدی) که بر روی سطح زمین و دقیقاً "زیر خورشید"،  $S$ ، قرار دارد طبق فرمولهای زیر با زاویهٔ ساعتی گرینویچ خورشید ( $GHA \odot$ ) و میل خورشید ( $\delta \odot$ ) مربوط هستند.

$$\phi = \delta \odot >$$

$$\lambda = GHA \odot - 12 \text{ ساعت} \quad \text{یا} \quad \lambda = GHA \odot \leq 12 \text{ ساعت} \quad \text{غربی}$$

$$\lambda = GHA \odot - 24 \text{ ساعت} \quad \text{شرقی} \quad \lambda = GHA \odot \geq 12 \text{ ساعت}$$

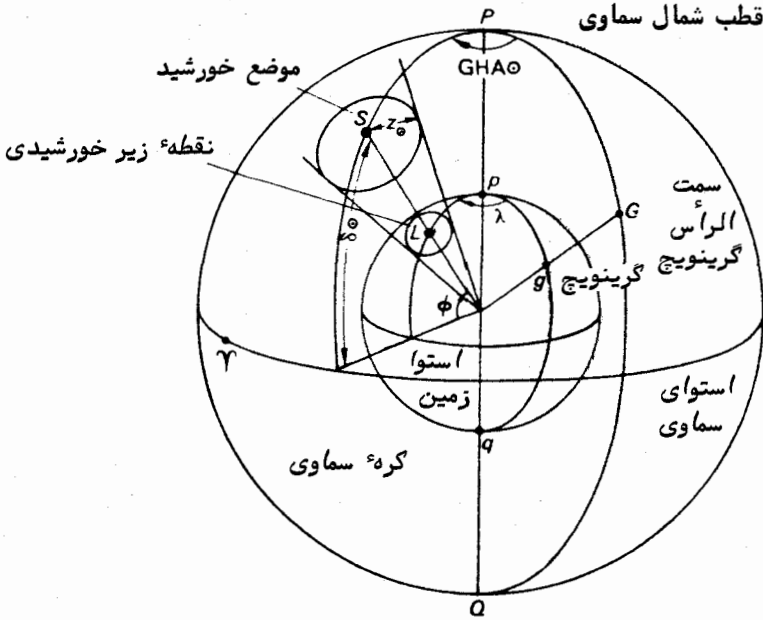
در این مرحله فاصلهٔ سمت‌الرأسی زمین مرکزی خورشید،  $z \odot$ ، را پس از انجام تصحیحاتی مثل خطاهای سکستانت، شکست، نیمهٔ قطر خورشید و اختلاف منظر زمین مرکزی در ارتفاع مشاهده شدهٔ خورشید که با سکستانت به دست آمده، محاسبه می‌کنیم. پس از آن براحتی دیده می‌شود که ناظر باید در دایرهٔ کوچکی که مرکز آن  $L$  است قرار داشته باشد. این دایره با ترسیم دایره‌ای به شعاع  $z \odot$  مرکز  $S$  و امتداد مخروطی به دست می‌آید که از دایرهٔ مذکور تا مرکز زمین امتداد می‌یابد و سطح زمین را به شکل دایرهٔ کوچکی قطع می‌کند. این دایرهٔ کوچک را دایرهٔ موضع می‌نامند.

فرض کنید موضع ناظر (یعنی عرض و طول جغرافیایی او) نسبت به زمان تغییر نکند. ساعتی بعد، در رصد مجدد ارتفاع خورشید سبب تشکیل دایرهٔ موضع جدیدی خواهد شد. ناظر باید هنگامی که این دایره‌ها را بر روی یک نقشه ترسیم می‌کنند در یکی از دو نقطهٔ تلاقی این دایره‌ها قرار داشته باشد و چون معمولاً "این نقاط صدها مایل دریایی از هم فاصله دارند ناظر در این مورد دچار تردید نمی‌شود.

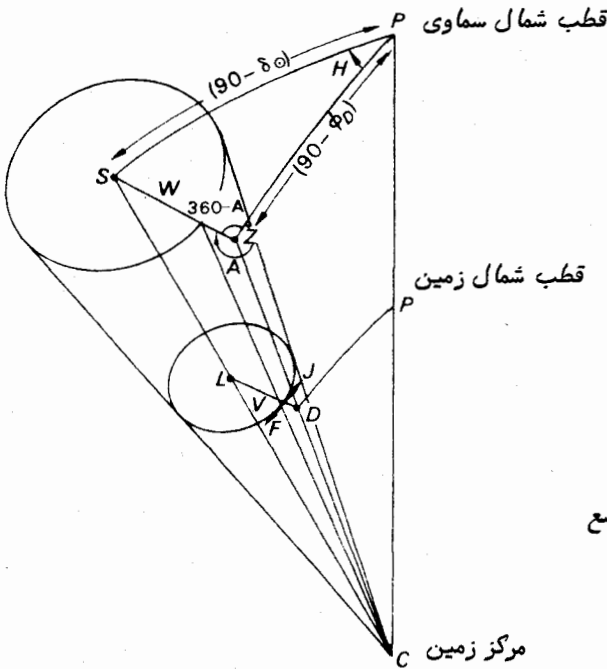
اطلاعات مورد نیاز دربارهٔ زاویهٔ ساعتی گرینویچ خورشید و میل را می‌توان با به کار بردن زمانهای تصحیح شدهٔ رصد از سالنمای نجومی استخراج کرد.

### ب - خط موضع

در عمل، ناظر از اطلاعات خود دربارهٔ عرض و طول جغرافیایی،  $\phi_D$  و  $\lambda_D$ ، محل مجاور خود یعنی نقطهٔ  $D$  (اصطلاحاً "آن" را موضع محاسبه شده از محل قبلی می‌نامند) استفاده می‌کند. این موضع در مجاورت دایرهٔ موضع قرار دارد. بدین ترتیب خط ترسیم شده از  $D$  به مرکز،  $L$ ، دایرهٔ موضع آن را در نقطه‌ای مثل  $V$  قطع می‌کند (شکل ۲۲-۲۰ را ملاحظه کنید). از کنار نقطهٔ  $V$  می‌توان خط مستقیمی ترسیم کرد که نسبت به دایرهٔ موضع تقریبی است. در این صورت ناظر بر روی خط مستقیم  $FJ$  قرار می‌گیرد که در نقطهٔ  $V$  بردایرهٔ موضع مماس است و فاصلهٔ آن از موضع محاسبه شده از محل قبلی به اندازهٔ  $DV$  می‌باشد. اگر طول  $DV$



شکل ۲۲-۱۹ موضع نقطه زیر خورشیدی



شکل ۲۲-۲۰ دایره موضع

و مقدار زاویه سمت،  $pDV$  که در جهت شمال شرقی سنجیده می‌شود را بتوان به دست آورد، آنگاه می‌توان خط موضع را که همان  $FJ$  است بر روی یک نمودار ترسیم کرد. فاصله  $DV$  را قسمت جدا شده می‌نامند (شکل ۲۱-۲۲ را ملاحظه کنید). زاویه  $pDV$  بطور وضوح با  $\angle PZS$  برابر است. همچنین داریم:

$$\angle PZS = 360^\circ - A,$$

در حالی که  $\angle PZS$  زاویه داخلی مثلث  $\triangle PZS$  است. زاویه  $SPZ$  زاویه ساعتی خورشید،  $H$  است که مبنای سنجش آن نصف النهار ناظر و موضع محاسبه شده قبلی  $D$  است.

$$DV = ZW = SZ - SW.$$

در مثلث  $\triangle PZS$ ،  $SZ$  فاصله سمت الرأسی محاسبه شده،  $z$ ، است یعنی مقدار فاصله سمت الرأسی خورشید است که توسط ناظری در نقطه  $D$  اندازه‌گیری می‌شود و در نتیجه برای تصحیح شکست آن از روش متداول استفاده می‌شود. قوس  $SW$  نیز فاصله سمت الرأسی رصد شده خورشید،  $z_0$ ، است.

بدین ترتیب قسمت جدا شده  $DV$  از رابطه زیر به دست می‌آید:

$$DV = \text{فاصله سمت الرأسی رصد شده} - \text{فاصله سمت الرأسی محاسبه شده} =$$

یا به عبارت دیگر:

$$I = z - z_0.$$

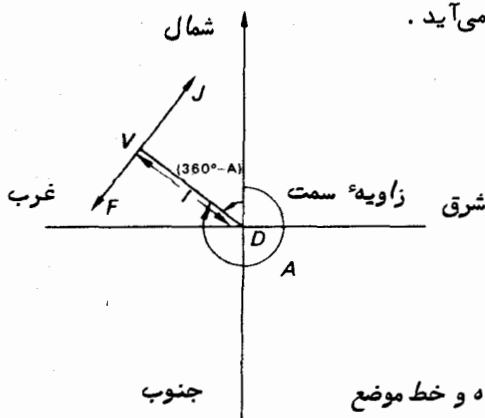
بدین ترتیب در  $\triangle PZS$  داریم:

$$\cos z = \sin \phi_D \sin \delta_0 + \cos \phi_D \cos \delta_0 \cos H, \quad \text{الف (۱-۲۲)}$$

که از این فرمول مقدار  $z$  به دست می‌آید.

$$\sin z \cos A = \sin \delta_0 \cos \phi_D - \cos \delta_0 \sin \phi_D \cos H, \quad \text{ب (۲-۲۲)}$$

که از این رابطه مقدار  $A$  به دست می‌آید.



شکل ۲۱-۲۲ تشکیل قسمت جدا شده و خط موضع

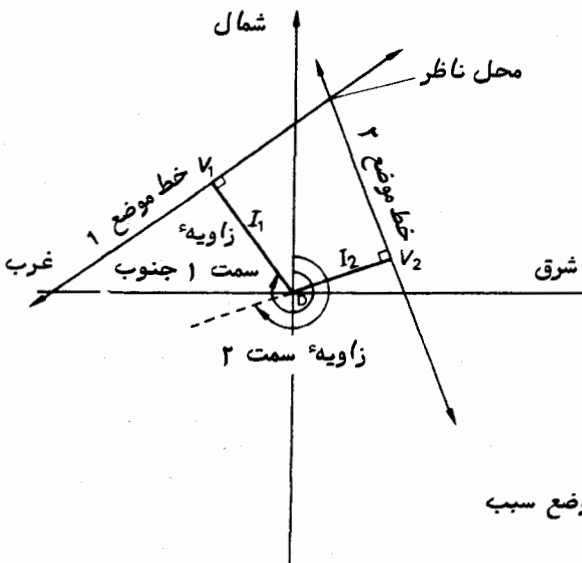
ج- نمودار ترسیمی

مقیاس مناسبی بر روی این نمودار انتخاب می‌شود مثلاً " یک مایل دریایی را برابر یک سانتیمتر فرض می‌کنند . در این حال باید به خاطر داشت که یک دقیقه قوسی معادل یک مایل دریایی است . محور شمال - جنوب را یک محور عرض و محور شرق - غرب را باید مقدار دورشدگی دانست . برای تبدیل آن به تفاوت طول جغرافیایی معمولاً " از رابطه زیر استفاده می‌شود :

$$\text{عرض جغرافیایی} \times \cos \text{تفاوت طول جغرافیایی} = \text{دورشدگی}$$

برای تعیین محل ناظر از رصدهایی که با چند ساعت فاصله زمانی صورت گرفته‌اند استفاده می‌شود و دو خط موضع تشکیل می‌شود . محل تلاقی این دو خط موضع ( که ناظر بر روی آن هر دو واقع است ) مقدار افزایش عرض و طول جغرافیایی را ( از لحاظ دورشدگی تصحیح شده‌اند ) را ارائه می‌کند که باید از آنها در مختصات محاسبه شده قبلی  $\lambda_D$  و  $\phi_D$  استفاده کرد .

باید دانست که اگر موضع محاسبه شده از محل قبلی  $D$  درون دایره موضع باشد ( مانند شکل ۲۲-۲۰ ) قسمت جدا شده  $DV$  منفی خواهد بود زیرا فاصله سمت‌الرأسی رصده  $Z$  از مقدار فاصله سمت‌الرأسی محاسبه شده  $Z_0$  بیشتر است . در این حالت باید قسمت جدا شده را در جهت عکس زاویه سمت ترسیم کرد یعنی در جهتی از زاویه سمت که  $180$  درجه از مقدار محاسبه شده کمتر است . بدین ترتیب در شکل ۲۲-۲۲ یک قسمت جدا شده مثبت ،  $I_1$  و یک قسمت جدا شده منفی ،  $I_2$  وجود دارد .



شکل ۲۲-۲۲ تلاقی دو خط موضع سبب

تعیین محل ناظر می‌شود .

طرح زیر که از مراحل مختلف یک تمرین به دست آمده توسط دانشجویان سال اول گروه هیئت و نجوم دانشگاه گلاسگو تهیه شده است. در آن زمان، زمان استاندارد انگلستان در بریتانیای کبیر مرسوم بود که:

یک ساعت + زمان جهانی (UT) = زمان استاندارد انگلستان (BST)  
 اخیراً "در خلال فصل زمستان از زمان جهانی و در تابستان از معادل BST یعنی زمان تابستانی انگلستان استفاده می‌شود."

### د- مراحل کار

اطلاعات مربوط به موضع خورشید در سالنمای نجومی (صفحات C ۴ تا C ۱۹ سالنمارا ملاحظه کنید) فهرست بندی شده و بر حسب زمان زیجی (ET) محاسبه شده است. زمان جهانی تابستان سال ۱۹۸۲ با تقریب زیاد به فرار زیر است:

$$UT = ET - ۵۳/۰ \text{ ثانیه}$$

با دقتی که در این تمرین وجود دارد زمان عبور گرینویچ بر حسب زمان جهانی را می‌توان معادل زمان عبور زیجی بر حسب زمان زیجی دانست.

محل تقریبی رصدخانه دانشگاه گلاسگو را که به عنوان موضع محاسبه شده از محل قبلی (DRP) به کار می‌رود می‌توان چنین فرض کرد:

$$\text{غربی } ۲۲^\circ \text{ و } ۴^\circ = \text{طول جغرافیایی } (\lambda_D)$$

$$\text{شمالی } ۵۳^\circ \text{ و } ۵۵^\circ = \text{عرض جغرافیایی } (\phi_D)$$

دو دسته رصد مورد نیاز است: دسته الف و دسته (ب-۱) یا (ب-۲).

الف - یک دسته رصد، دسته الف، را هنگامی که ارتفاع خورشید به آرامی نسبت به زمان تغییر می‌کند در لحظه عبور از نصف النهار مورد نظر قرار می‌دهیم. تعیین حداکثر ارتفاع خورشید در هنگام عبور سبب تعیین یک خط موضع می‌شود. (زمان عبور خورشید را دقیقاً نمی‌توان اندازه گرفت و اگر از این اطلاعات استفاده شود صرفاً "موضع تقریبی رصدخانه به دست می‌آید). مزیت رصدهای انجام شده از این روش در آن است که تقلیل و تبدیل مشاهدات بسیار ساده می‌باشد.

رصدها باید به فاصله تقریبی ۳ دقیقه صورت بگیرند و حداقل ۲۰ دقیقه قبل تا ۲۰ دقیقه بعد از لحظه عبور خورشید از نصف النهار را فرا بگیرند.

ب - دسته دوم رصدها، دسته ب، را در مدت زمانی که ارتفاع خورشید خیلی سریع نسبت به زمان تغییر می‌کند منظور می‌کنیم. با استفاده از منحنی که این تغییرات را نشان می‌دهد می‌توان خط موضع دوم را به دست آورد. بر حسب استفاده از دسته (ب-۱) یا

(ب - ۲) یک سری مشاهده انجام دهید .

(ب - ۱) - یک سری اندازه‌گیری در مورد ارتفاع مرکز خورشید در ساعاتی از صبح انجام دهید . این اندازه‌گیریها را باید حداقل ۲ ساعت قبل از عبور خورشید از نصف النهار به مدت حداقل ۱۰ دقیقه و تقریباً " هر ۲ دقیقه یک بار انجام داد .

(ب - ۲) - یک سری اندازه‌گیری درباره ارتفاع مرکز خورشید در ساعاتی از بعد از ظهر انجام دهید . رصدهای مذکور باید حداقل ۲ ساعت بعد از عبور خورشید از نصف النهار به مدت حداقل ۱۰ دقیقه و تقریباً " هر ۲ دقیقه یک بار صورت گیرند .

## تذکر مهم

هیچ گاه قبل از قرار دادن فیلترهای حفاظتی بر روی آینه‌های سکستانت به خورشید نگاه نکنید .

۱- یک سکستانت ، افق مصنوعی و یک کرومومتر مورد نیاز است . در رصدهایی که بر روی خشکی صورت می‌گیرد به افق مصنوعی مثلاً " یک طشت آب نیاز داریم . ( در بعضی از کتابها برای تشکیل افق مصنوعی جیوه را توصیه کرده‌اند . در حالی که تجربه نشان داده که جیوه گرانبه است و ممکن است هر زیور آلات طلائی و جواهرات اثر بگذارد و چنانچه بر روی گیاهان ریخته شود آنها را می‌خشکاند ) . بر روی آب دریا دیگر نیازی به افق مصنوعی نیست . باید قبل و بعد از رصدها مقدار خطای کرومومتر را بررسی کرد .

۲- تلسکوپ را در سکستانت قرار دهید و آن را بر روی یک جسم دور متمرکز کنید .

۳- خطای شاخص ( $\Delta R$ ) سکستانت را باید تعیین کرد . عقربه دستگاه را بر روی صفر قرار دهید و از داخل تلسکوپ آن به خورشید بنگرید . در میدان دید سکستانت دو تصویر باید دیده شود . تصویری که از مسیر مستقیم به تلسکوپ وارد می‌شود " تصویر افق " ( تصویر H ) و تصویر دیگر که پس از شکستهای گوناگون به آن وارد می‌شود " تصویر شاخص " ( تصویر I ) نام دارد . سعی کنید ترکیب فیلترهای تیره طوری باشد که هر دو دارای شدت یکسانی باشند .

با پیچ ریزسنج ، دو تصویر را طوری تنظیم کنید که دقیقاً " با هم تماس پیدا کنند و تصویر H بالای تصویر I قرار گرفته باشد . در این حال درجه  $(R_1)$  روی مقیاس را یادداشت کنید . سپس محل قرار گرفتن تصاویر را عوض کنید بطوریکه تصویر I در بالای تصویر H قرار گیرد و دقیقاً " با یکدیگر در تماس باشند . حال درجه  $(R_2)$  را بر روی مقیاس یادداشت کنید داریم :

$$\Delta R = 36^\circ \frac{(R_1 + R_2)}{2}$$

$R_1$  و  $R_2$  هر دو مقادیری هستند که باید به  $36^\circ$  نزدیک باشند).  
 رصدهای مربوط به خطای شاخص را چندین مرتبه تکرار کنید تا میانگینی به دست آید.  
 میزان دقت مقادیر  $R_1$  و  $R_2$  را با مقایسه نیمه قطر خورشید،  $\alpha_0$ ، که در سالنمای  
 نجومی ارائه شده با مقدار به دست آمده از رصدها طبق فرمول زیر بررسی کنید:

$$\alpha_0 = \frac{(R_1 - R_2)}{4}$$

۴- افق مصنوعی آب را بر روی یک پایه قرار دهید و با یک در شیشه‌ای آن را از تأثیرات باد دور نگه دارید. (در شکل ۲۲-۲۳ در شیشه‌ای نشان داده نشده است). یک چشم خود را ببندید و طوری بایستید که با چشم دیگر بتوانید تصویر منعکس شده خورشید را در وسط آب ببینید. بدون این که سر خود را حرکت دهید، تلسکوپ سکستانت را بین چشمتان و آب قرار دهید. در این حال تصویر منعکس شده خورشید (تصویر H) را در آب خواهید دید. اعوجاج تصویر که ممکن است به شکل یک مسطحیل باشد معمولاً "نشان دهنده" این است که پرتونوری از قسمت خمیده سطح آب که به لبه‌های طشت نزدیک است منعکس می‌شود. علاج این کار، تغییر محل سر ناظر به میزان اندک است. همان طور که تصویر آب در میدان دید تلسکوپ قرار دارد، سر خود را حرکت دهید تا تلسکوپ بطور مستقیم به وسط طشت آب نشانه رود. در این حال تصویری گرد و واضح پدید خواهد آمد.

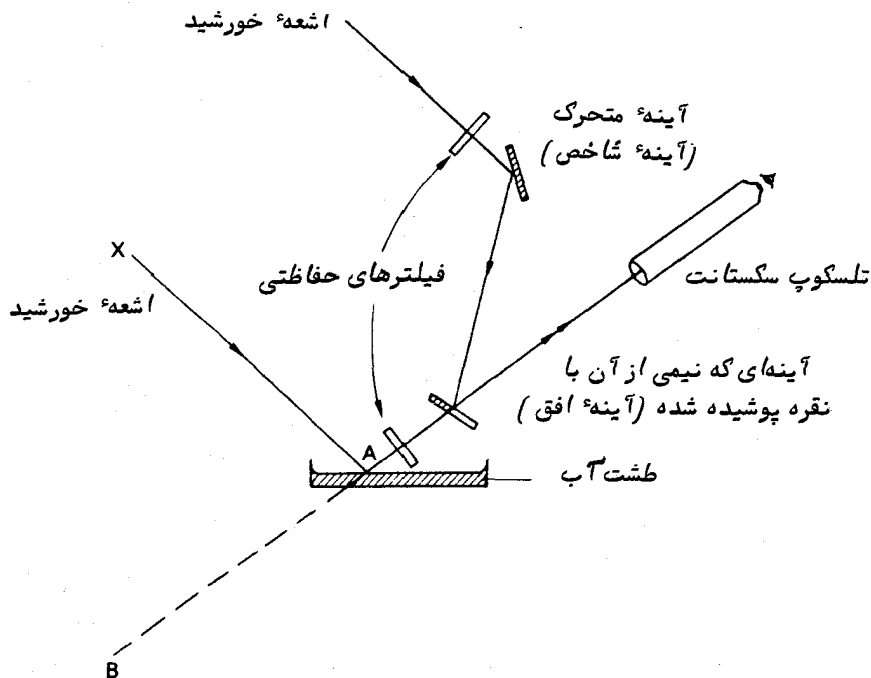
۵- اگر دو شرط زیر رعایت شود تصویر I درون میدان دید ظاهر خواهد شد:

الف - مقیاس سکستانت باید دو برابر ارتفاع خورشید باشد یعنی این مقیاس باید با زاویه  $\angle XAB$  در شکل ۲۲-۲۳ برابر باشد.

ب - صفحه سکستانت باید عمودی باشد.

برای یافتن تصویر I مقیاس را طوری تنظیم کنید که با دو برابر ارتفاع تخمین زده شده خورشید برابر شود. در حالی که تصویر H را در میدان دید نگه داشته‌اید، بازوی شاخص را به آرامی بر روی این قسمت از مقیاس به جلو و عقب حرکت دهید و در همین اثنا دستگاه سکستانت را به آرامی به اندازه چند درجه حول محور تلسکوپ بچرخانید تا سکستانت درون صفحه عمودی به طرف جلو و عقب حرکت کند. طی این مراحل، تصویر I از کناره میدان دید ظاهر می‌شود در این صورت حرکت دادن بازوی شاخص را متوقف کنید و سکستانت را به صفحه عمودی برگردانید.

۶ - با پیچ تنظیم دو تصویر را با یکدیگر مماس کنید بطوری که تصویر H بالای تصویر I قرار گیرد. حال حرکت هر دو تصویر را بررسی کنید و ببینید آیا می-خواهند از هم جدا شوند یا بر روی هم قرار گیرند. در رصدهای پیش از ظهر، ب - ۱، ارتفاع خورشید افزایش می-یابد و جهت حرکت آن از لبه پایینی خورشید به سوی بالایی است. بنابراین اگر تصاویر از یکدیگر جدا می-شوند، از لبه پایینی برای ایجاد تماس بین تصاویر استفاده شود. در رصدهای بعد از ظهر، ب - ۲، این قاعده به صورت عکس به کار می-رود. در رصدهای تماسی باید از لبه پایینی خورشید استفاده شود.



شکل ۲۲-۲۳ عملکرد یک سکستانت با افق مصنوعی

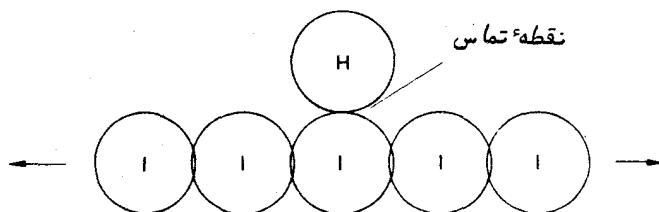
در رصدهای پیش از ظهر، با پیچ تنظیم لبه تصاویر را بر روی یکدیگر قرار دهید و زمان کرونومتر را به مدت نیم ثانیه بررسی کنید تا آخرین نشانه‌های قرار گرفتن لبه‌ها بر یکدیگر از بین برود. در رصدهای بعد از ظهر، تصاویر را اندکی از هم دور نگه دارید و زمانی را که این تصاویر با یکدیگر مماس می-شوند یادداشت کنید. در رصدهایی که حوالی نصف‌النهار صورت می-گیرد تغییر ارتفاع خورشید کند است. در این حالت، تصاویر را با



پیچ تنظیم طوری قرار دهید که با هم در تماس باشند و مدت زمانی را که آنها در حالت تماس هستند یادداشت کنید .

ورنیه یا پیچ تنظیم سکستانت در تمام موارد باید با دقتی حدود ۱ ثانیه قوسی خوانده شود .

۷- صفحه سکستانت در همه رصدها باید عمود باشد . برای اطمینان از عمود بودن آن ، سکستانت را حول تلسکوپ آن دوران دهید . نتیجه این کار این است که تصویر I در عرض میدان دید پس و پیش می‌شود . حالت "تماس" زمانی رخ می‌دهد که این تصویر ضمن پس و پیش شدن در میدان دید تماس مختصری با تصویر H پیدا می‌کند (شکل ۲۲-۲۴ را ملاحظه کنید) .



شکل ۲۲-۲۴ حرکت دادن تصویر شاخص برای بررسی تماس آن با تصویر افق

#### ۸- تقلیل و تبدیل رصدها

قبل از آن که از ارتفاعهای سنجیده شده خورشید در محاسبات استفاده شود ، باید تصحیحات زیر را درباره همه آنها اعمال کرد :

- ۱- خطای شاخص .
  - ۲- هر گونه خطای مقیاس سکستانت ( به نوشته‌های پشت جعبه سکستانت توجه کنید ) .
  - ۳- تأثیر شکست ناشی از جو زمین .
- روش انجام این تصحیحات در قسمت "نمونه‌ای از یک مجموعه از رصدها" ارائه شده است .

#### ۹- محاسبات

۱- با استفاده از رصدهای تقلیل یافته الف ، منحنی ارتفاع مرکز خورشید را در خلال عبور خورشید از نصف النهار نسبت به زمان به دست می‌آورند . حداکثر ارتفاع و زمان رویداد آن را تعیین کنید . از این اطلاعات در تعیین تقریبی محل رصدخانه استفاده کنید . یک خط

موضع را از مقدار حداکثر ارتفاع خورشید به دست آورید .

۲- با استفاده از رصدهای تقلیل و تبدیل یافته (ب - ۱) یا (ب - ۲) منحنی ارتفاع خورشید را نسبت به زمان به دست آورید . از روی نقطه‌ای انتخابی از این نمودار ، یک خط موضع را تعیین کنید .

۳- با به کار بردن دو خط موضع بالا ، محل دقیق رصدخانه را مشخص کنید .  
 روشهای انجام محاسبات فوق در قسمت "نمونه‌ای از یک مجموعه از رصدها" ارائه شده‌اند .  
 برای ترسیم منحنیها بهتر است ثانیه‌های زمانی را به ارقام اعشاری یک دقیقه زمانی و ثانیه‌های قوسی را به ارقام اعشاری دقیقه قوسی تبدیل کنید .

۱۰- نمونه‌ای از یک مجموعه از رصدها و محاسبات

تعیین زمان تقریبی عبور خورشید از نصف النهار: روز ۲۴ مارس سال ۱۹۷۰ میلادی .

عبور فوق الذکر از گرینویچ ( UT ) ثانیه دقیقه ساعت

۲۴/۵ و ۶ و ۱۲

۱ ۰ ۰

۱۳ ۶ ۲۴/۵

زمان تابستانی انگلستان ( BST )

طول جغرافیایی تقریبی رصدخانه

ثانیه دقیقه

۲۸ و ۱۷ = غربی ۲۲' و ۴°+

زمان عبور مذکور نسبت به رصدخانه ( BST )

۲۸ ۱۷  
 ۵۲/۵ و ۲۳ و ۱۳

تعیین خطای شاخص :

$$R_1 = ۳۶۰^{\circ} و ۳۱' و ۱۰''$$

$$R_2 = ۳۵۹^{\circ} و ۲۷' و ۰۰''$$

$$R_1 + R_2 = ۷۱۹ و ۵۸ و ۱۰$$

$$\frac{\circ}{۲} = ۳۵۹ و ۵۹ و ۵$$

$$\therefore \Delta R = +۵۵''$$

امتحان درستی مقادیر خوانده شده بر روی دستگاه :

$$R_1 - R_2 = ۱^{\circ} و ۴' و ۱۰''$$

$$\frac{\circ}{۴} = ۱۶' و ۲''$$

$$۱۶' و ۲''$$

$$= ۱۶' و ۴''$$

قطر اندازه‌گیری شده خورشید

قطر خورشید طبق تقویم نجومی

تعیین یک موضع تقریبی - رصد دسته الف :

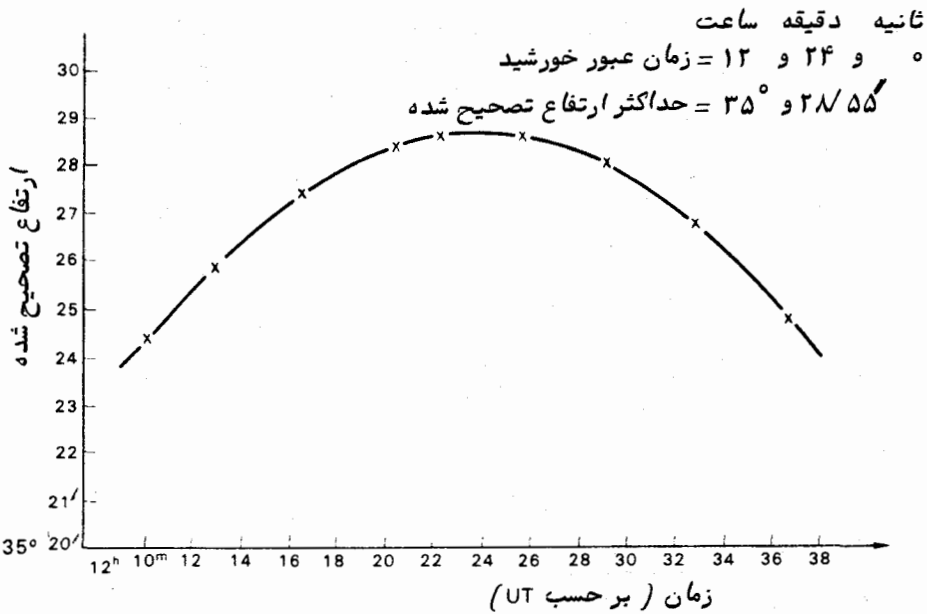
پس از انجام تصحیحات دربارهٔ رصدها ( مثال حل شده دربارهٔ (ب-۱) را ملاحظه کنید ) می‌توان منحنی ارتفاع تصحیح شدهٔ خورشید را نسبت به زمان تصحیح شده ( UT ) ترسیم کرد . با تعیین حداکثر ارتفاع تصحیح شدهٔ خورشید می‌توان موضع عرضی دقیقی را به دست آورد . تعیین زمانی که مرکز خورشید دارای این حداکثر ارتفاع است دقیق نیست ولی برای تعیین طول جغرافیایی تقریبی مناسب است .

طول (  $\lambda$  ) و عرض جغرافیایی (  $\phi$  ) رصدخانه از رابطهٔ زیر به دست می‌آید :

$$\lambda = (\text{زمان جهانی عبور } \odot - \text{در گرینویچ}) - (\text{زمان جهانی عبور } \odot)$$

$$\delta = 90^\circ - (\text{ارتفاع حقیقی } \odot \text{ در لحظه عبور})$$

که  $\delta$  میل خورشید در لحظه عبور آن از نصف النهار است .



شکل ۲۲-۲۵ تغییر ارتفاع تصحیح شدهٔ خورشید در طول مدت عبور از نصف النهار

نسبت به زمان

مثال : از منحنی به دست آمده برای ۲۴ مارس سال ۱۹۷۰ میلادی (شکل ۲۲-۲۵ را

ملاحظه کنید ) داریم :

ثانیه دقیقه ساعت

۱۲ و ۲۴ و ۰

زمان عبور

۱۲      ۶      ۲۴/۵

زمان عبور بر حسب گرینویچ

۱۷ و ۳۵/۵

غربی

طول جغرافیایی رصدخانه ( λ )

= ۴° و ۲۴'

غربی

طول جغرافیایی رصدخانه

قرار شد حداکثر ارتفاع تصحیح شده خورشید ۲۸/۵۵' و ۳۵° باشد.

میل خورشید : مقدار ۵۰ در ساعت صفر زمان زیجی ( ET ) بر اساس تقویم نجومی برای

روز ۲۴ مارس سال ۱۹۷۰ میلادی به قرار زیر است :

$$+1^{\circ} \text{ و } ۱۰' / ۱۰۷ = ۱^{\circ} \text{ و } ۴' / ۱۰۷$$

مقدار افزایش روزانه ۵۰

$$= +۱۴۱۶/۹''$$

$$= +۲۳/۶۱$$

۵۰ هنگام عبور از نصف النهار

$$= +۱^{\circ} ۲۲/۲۵'$$

$$\therefore \phi = ۹۰^{\circ} + ۱^{\circ} \text{ و } ۲۲/۲۵' - ۳۵^{\circ} \text{ و } ۲۸/۵۵'$$

$$\therefore = ۵۵^{\circ} \text{ و } ۵۳/۷'$$

عرض جغرافیایی رصدخانه

حال از این اطلاعات می توان در ترسیم اولین خط موضع استفاده کرد .

تعیین یک خط موضع با استفاده از رصدهای دسته ب :

$$R_1 = ۳۶^{\circ} \text{ و } ۳۱' \text{ و } ۳۶''$$

$$R_2 = ۳۵۹^{\circ} \text{ و } ۲۶' \text{ و } ۵۰''$$

$$\therefore \Delta R = + ۰^{\circ} \text{ و } ۴۷''$$

برای مقادیر خوانده شده نزدیک به ۶۰° مقدار خطای مقیاس ( Δr ) برابر با ۲۰- است .

$$\therefore \text{ کل مقدار تصحیح برای مقادیر خوانده شده } ۲۷'' \text{ و } ۰' = +$$

از منحنی ارتفاع تصحیح شده خورشید نسبت به زمان تصحیح شده ( شکل ۲۲-۲۶ ) ،

نقطه‌ای را انتخاب می‌کنیم که در ساعت ۱۱ و ۳ دقیقه زمان جهانی ( UT ) ارتفاع خورشید

۴° و ۳۱' می‌باشد .

رصدهایی که در روز ۱۹ مارس ۱۹۷۰ صورت گرفته‌اند:

مقدار ارتفاع تصحیح شده	ارتفاع تصحیح نشده	مقدار رقم تصحیح شده سکستانت $R + \Delta R + \Delta r$	مقدار خوانده شده بر روی سکستانت ( $R$ )	زمان تصحیح شده UT
				ثانیه دقیقه ساعت
۳۰° و ۴۹' و ۳۶"	۳۰° و ۳۵' و ۸"	۶۱° ۱۰' و ۱۷"	۶۱° و ۹' و ۵۰"	۱۰ و ۵۸ و ۵۵
۳۰ و ۵۶ و ۵۶	۳۰ و ۴۲ و ۲۸	۶۱ و ۲۴ و ۵۷	۶۱ و ۲۴ و ۳۰	۱۱ و ۰ و ۵۳
۳۱ و ۵ و ۱۶	۳۰ و ۵۰ و ۴۸	۶۱ و ۴۱ و ۳۷	۶۱ و ۴۱ و ۱۰	۱۱ و ۳ و ۲۱
۳۱ و ۱۳ و ۶	۳۰ و ۵۸ و ۳۸	۶۱ و ۵۷ و ۱۷	۶۱ و ۵۶ و ۵۰	۱۱ و ۵ و ۳۸
۳۱ و ۲۰ و ۴۱	۳۱ و ۶ و ۱۳	۶۲ و ۱۲ و ۲۷	۶۲ و ۱۲ و ۰	۱۱ و ۷ و ۵۲

$$= ۵۸'' \cot (\text{ارتفاع})$$

شکست

$$= ۵۸'' (1/۶۷)$$

$$= ۱' و ۳۷''$$

$$= ۱۶' و ۵''$$

نیمه قطر خورشید (طبق تقویم نجومی)

مقدار تصحیح برای به دست آوردن ارتفاع مرکز خورشید

$$= ۱۶' و ۵'' - ۱' و ۳۷''$$

$$= ۱۴' و ۲۸''$$

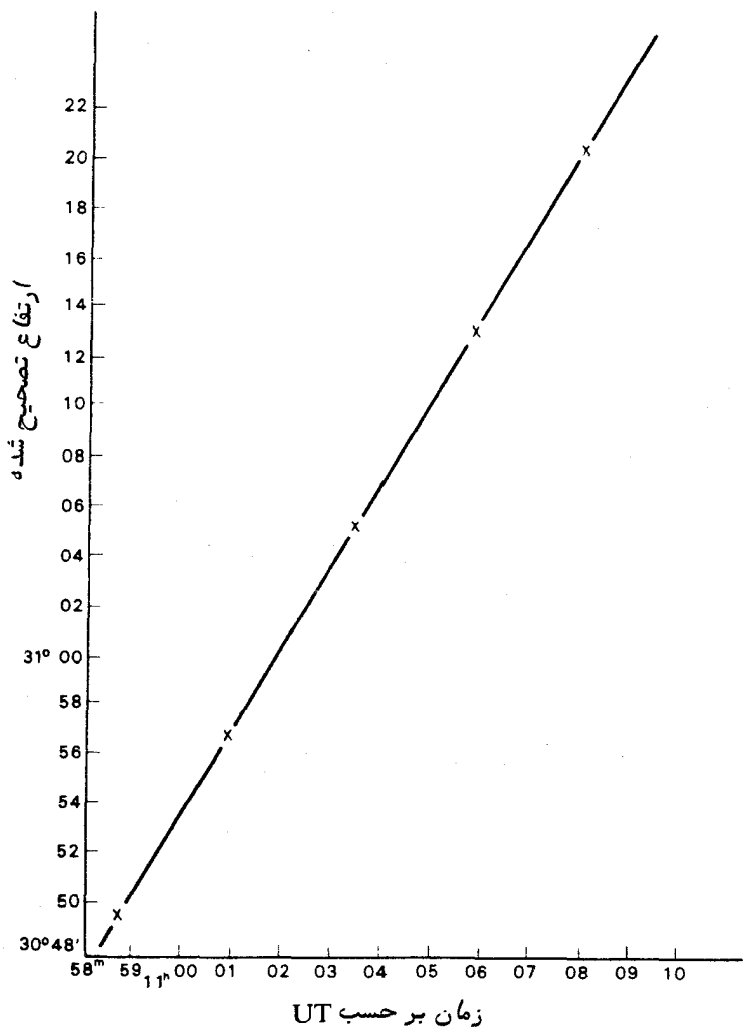
ارتفاع تصحیح شده	زمان تصحیح شده (UT)
	دقیقه ساعت
۳۰° و ۴۹/۶'	۱۰ و ۵۸/۹۲
۳۰ و ۵۶/۹۳	۱۱ و ۰/۸۸
۳۱ و ۵/۲۷	۱۱ و ۳/۲۵
۳۱ و ۱۳/۱۰	۱۱ و ۵/۶۳
۳۱ و ۲۰/۶۸	۱۱ و ۷/۸۷

از این رو، فاصله سمت الرأسی رصد شده (OZD) برابر است با  $۵۶^\circ$  و  $۵۸^\circ$ .  
 با استخراج مقادیر  $RA_{\odot}$  و  $\delta_{\odot}$  در لحظه رصد از تقویم نجومی و ادغام آنها، موضع خورشیدی به دست می‌آید:

ثانیه دقیقه ساعت

$$RA_{\odot} = ۲۳ \text{ و } ۱۴/۵$$

$$\delta_{\odot} = -۰^\circ \text{ و } ۳۷/۴۵'$$



شکل ۲۲-۲۶ تغییر ارتفاع تصحیح شده خورشید نسبت به زمان در حالی که از نصف النهار کاملاً دور می‌باشد.

زاویه ساعتی خورشید :

$$HA_{\odot} = LST - RA_{\odot}$$

و :

$$LST = GST - \lambda_D$$

ثانیه دقیقه ساعت

زمان GST در ساعت صفر UT (طبق تقویم نجومی) ۳۰/۲ و ۴۴ و ۱۱

۲۸ و ۱۷

طول جغرافیایی (۲۲' و ۴°)

۲/۲ و ۲۷ و ۱۱

زمان LST در ساعت صفر UT

۰ و ۳ و ۱۱

زمان رصد

دقیقه ساعت

تبدیل زمان ۳ و ۱۱ به زمان نجومی (جدول موجود) ۴۸/۹ و ۱

در تقویم نجومی را ملاحظه کنید .

∴ ۲۲ و ۳۱ و ۵۱/۱

زمان LST در ساعت ۱۱ و ۳ دقیقه

۲۳ و ۵۴ و ۱۴/۵

زاویه بعد خورشید (RA<sub>⊙</sub>)

-۱ و ۲۲ و ۲۳/۴

زاویه ساعتی خورشید (HA<sub>⊙</sub>)

$$HA_{\odot} = H = -۲۰^{\circ} و ۳۵' و ۵۱''$$

محاسبه قسمت جدا شده : با به کار بردن معادله (۲۲-۱) فاصله سمت الرأسی محاسبه

شده ، z ، را به دست می‌آوریم :

$$\cos z = \sin \phi \sin \delta_{\odot} + \cos \phi \cos \delta_{\odot} \cos H$$

	اعداد	نتایج	لگاریتم
$\sin \phi$	۰/۸۲۸۰۱ ×		$\bar{1}/91804$
$\sin \delta_{\odot}$	-۰/۰۱۰۸۹		$\bar{3}/03717$
		-۰/۰۰۹۰۲	$\bar{3}/95521$
$\cos \phi$	۰/۵۶۰۷۱ ×		$\bar{1}/74874$
$\cos \delta_{\odot}$	۰/۹۹۹۹۴		$\bar{1}/99997$
$\cos H$	۰/۹۳۶۰۷		$\bar{1}/97131$
		۰/۵۲۴۸۳	$\bar{1}/72002$
$\cos z$		۰/۵۱۵۸۱	

فاصله سمت الرأسی محاسبه شده (CZD)  $58^\circ$  و  $56/90'$

فاصله سمت الرأسی رصد شده (OZD)  $58$  و  $56$

قسمت جدا شده  $= 0/9'$

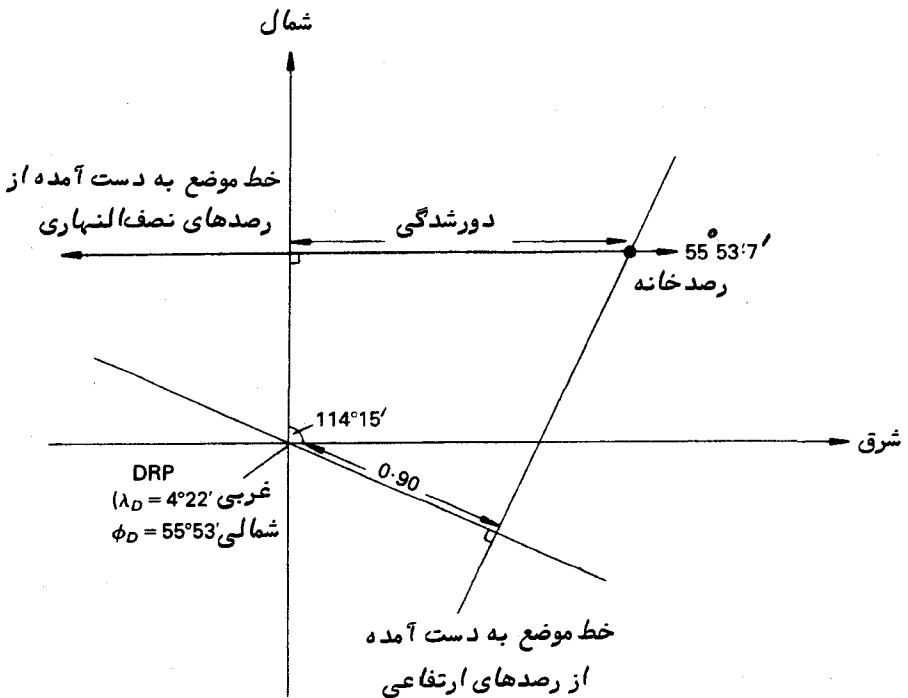
چون  $CZD > OZD$ ، قسمت جدا شده در جهتی "به سوی" خورشید علامتگذاری می‌شود. با استفاده از معادله (۲-۲۲) می‌توان زاویه سمت خورشید را تعیین کرد:

$$\sin z \cos A = \sin \delta_{\odot} \cos \phi_D - \cos \delta_{\odot} \sin \phi_D \cos H.$$

در مثال بالا مقدار  $A$  برابر  $15^\circ$  و  $114^\circ$  شمال شرقی است. می‌توان با استفاده از فرمول زیر مقدار  $A$  را بررسی کرد:

$$\cos \delta_{\odot} \sin H = -\sin z \sin A.$$

قسمت جدا شده را باید در جهت شمال شرقی و به اندازه  $15^\circ$  و  $114^\circ$  نسبت به موضع محاسبه شده از محل قبل (DRP) ترسیم کرد و طول آن  $0/9$  مایل دریایی است (شکل ۲۲-۲۷ را ملاحظه کنید).



شکل ۲۲-۲۷ خط‌های مواضع به دست آمده از رصد صبحگاهی و رصد عبور خورشید از نصف‌النهار که با استفاده از آنها می‌توان محل ناظر را تعیین کرد.



تلاقی خط موضعی که از روش بالا به دست آمده با خط موضعی که از رصدهای عبور خورشید از نصف‌النهار تهیه شده است محل رصدخانه بر حسب عرض و دورشدگی از موضع محاسبه شده از محل قبل (DRP) ارائه می‌کند.

طبق شکل ۲۲-۲۷ عرض رصدخانه  $۵۳/۷^{\circ}$  و  $۵۵^{\circ}$  و مقدار دورشدگی معادل  $۱/۲۸$  می‌باشد. پس تفاوت طول جغرافیایی به قرار زیر است:

$$\text{sec } \phi \times \text{دورشدگی} = \text{تفاوت طول جغرافیایی}$$

$$= ۱/۲۸ \times ۱/۲۸$$

$$= \frac{۲/۲۸'}{}$$

پس طول جغرافیایی رصدخانه برابر است با:  $۲۲' - ۲/۲۸'$  و  $۴^{\circ}$

$$= \frac{۱۹/۷'}{۴^{\circ}}$$

مختصات جغرافیایی رصدخانه به قرار زیر است:

$$\lambda = ۴^{\circ} \text{ و } ۱۹/۷' \text{ غربی}$$

$$\phi = ۵۵^{\circ} \text{ و } ۵۳/۷' \text{ شمالی}$$

## ۲۲ - مدارهای سیاره‌ای

اطلاعات موضعی سیارات را می‌توان با انجام رصدهای منظم در طول چندین هفته که مدار خود را طی می‌کنند به دست آورد. از روی این اطلاعات می‌توان فواصل سیارات را تخمین زد.

همین مطالعات را می‌توان با استفاده از یک افلاک‌نما به دست آورد. برخی از ماشینها هستند که برای ارائه نتایج کمی مورد قبول از دقت مناسب برخوردارند. می‌توان با افلاک‌نما در مدت چند دقیقه حرکات سالانه یک سیاره را در زمینه ستارگان مشاهده کرد. اختلافات بین سیارات داخلی و سیارات خارجی را با سرعت پی می‌بریم. در یک جلسه از رصد سیارات توسط افلاک‌نما کلیه واژه‌ها را مثل کشیدگی، زاویه فاز، حرکت مستقیم و رجعی، مقارنه، مقابله، تربیع، نقاط پایدار می‌توان نمایش داد و از آنها بهره برد.

### ۲۲-۶- سیارات خارجی

فواصل سیارات خارجی مشتری و زحل را می‌توان با سهولت با توجه به موضعی در طول مثلاً یک ماه و در خلال دوره مقابله آنها تعیین کرد. برای این کار می‌توان از افلاک‌نما استفاده کرد یا مواضع آنها را پس از رصد مستقیم بر روی یک نقشه ستارگان ترسیم کرد و یا مختصات سماوی آنها را از تقویم نجومی به دست آورد.

نحوه انجام این عمل برای زحل به همراه مجموعه‌ای از نتایج به دست آمده در زیر آورده شده است .

با دقتی که وجود دارد صرفاً "لازم است طول سماوی زحل را ثبت کرد . فرض کنید زمین در هر روز ۱ درجه بپیماید . در این صورت ، زاویه بین زمین ، خورشید و نقطه اول حمل ،  $\gamma$  ، را در تاریخهایی که موضع زحل رصد شده است از ریابی می‌کنند . ( این زاویه در روز ۲۲ سپتامبر که خورشید در زاویه بعد ۱۲ ساعت واقع است صفر درجه می‌باشد ) . با در نظر گرفتن یک واحد نجومی معادل ۲۰ میلیمتر مواضع زمین را در مدارش ترسیم کنید . جهت‌های رصد شده زحل را نسبت به  $\gamma$  به ازای هر یک مواضع زمین رسم کنید .

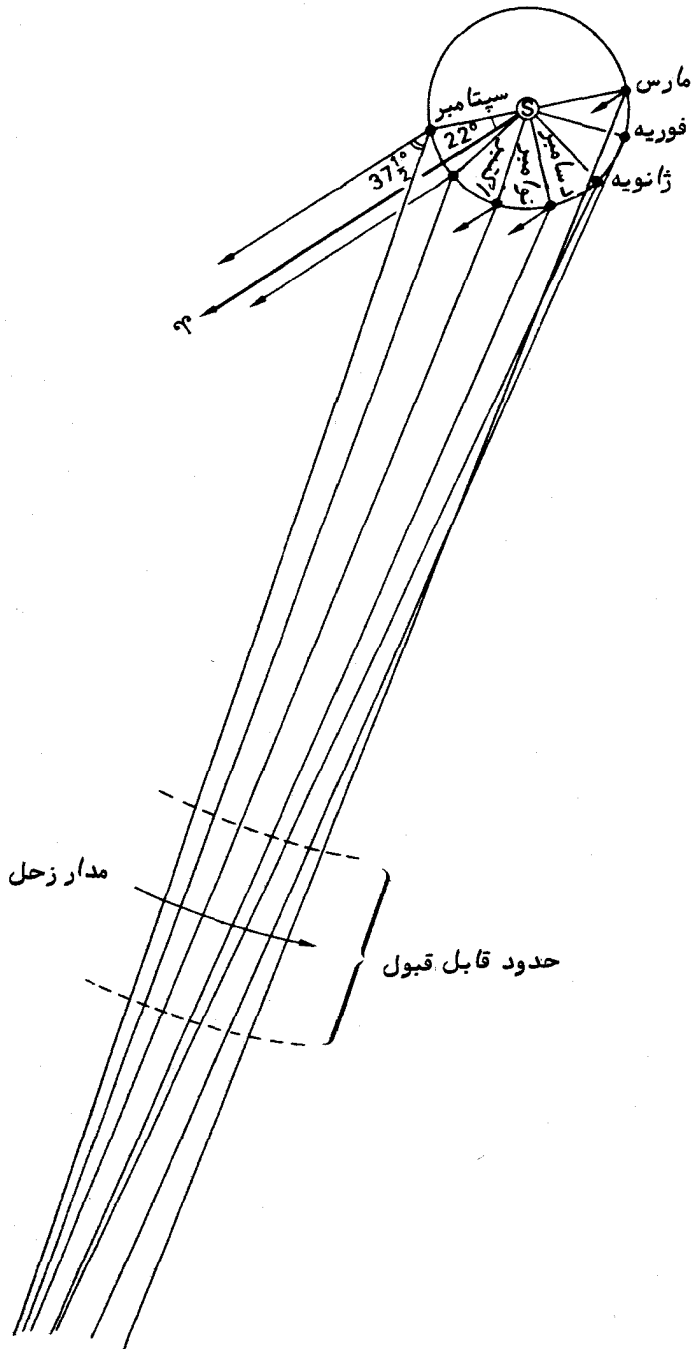
طبق قانون دوم کپلر شعاع حامل که خورشید را به یک سیاره متصل می‌کند مساحت‌های مساوی را در زمانهای یکسان طی می‌کند . اگر مدار زحل را مدور فرض کنیم در این صورت ، سیاره قوسهای مساوی را در زمانهای یکسان طی خواهد کرد . بنابراین یک مدار مدور معین وجود دارد که زحل درون آن واقع است و خطوط جهت زمین به زحل را قطع می‌کند و قوسهای مساوی در امتداد مدار آن پدید می‌آورد .

از طریق آزمایش و خطا این دایره را بر روی نقشه رسم کنید و فاصله بین زحل و خورشید را تعیین کنید .

اطلاعات نمونه برای این تمرین که در آن افلاک نما به کار رفته است در جدول ۱-۲۲ ارائه شده و نحوه ساختمان آن را در شکل ۲۲-۲۸ ملاحظه می‌کنید . مدار زحل طبق این نمودار باید در فاصله  $۸/۲$  واحد نجومی خورشید قرار داشته باشد و این پاسخ تا ده درصد

جدول ۱-۲۲ رصدهای سیاره زحل

تاریخ	طول سماوی زحل ( E )	زاویه موضع زمین (درجه)
اول سپتامبر ۱۹۶۹ میلادی	۳۷ و ۳۰	-۲۲
اول اکتبر ۱۹۶۹	۳۶ و ۱۵	۸
اول نوامبر ۱۹۶۹	۳۴ و ۳۰	۳۹
اول دسامبر ۱۹۶۹	۳۳ و ۰	۶۹
اول ژانویه ۱۹۷۰	۳۱ و ۳۰	۱۰۰
اول فوریه ۱۹۷۰	۲۳ و ۰	۱۳۱
اول مارس ۱۹۷۰	۲۵ و ۰	۱۵۹



شکل ۲۲-۲۸

دقیق است. (توجه: این تمرین تنها برای مدار سیارات مشتری و زحل مناسب است و اگر مدار مریخ را بخواهیم به همین طریق ترسیم کنیم باید رصدهای کاملاً "دقیقی صورت گیرد و برای خروج از مرکز مدار نیز باید مقادیری را منظور کرد.)

### ۲۲-۶-۲ سیارات داخلی

فاصله سیارات داخلی را می‌توان با اندازه‌گیری زوایای کشیدگی آنها در یک مدت زمان و تعیین مقدار حداکثر کشیدگی،  $\eta_{max}$ ، به دست آورد. در این زاویه، خطی که زمین را به سیاره متصل می‌کند با مدار سیاره مماس است و بدین ترتیب فاصله سیاره از خورشید طبق فرمول زیر به دست می‌آید:

$$a = \sin \eta_{max} \quad (۳-۲۲)$$

مثلاً، " برای این که مقدار حداکثر کشیدگی،  $\eta_{max}$ ، سیاره زهره را به دست آوریم، مقادیر زاویه بعد زهره و خورشید را در مدت زمان ۱۰ روز اندازه می‌گیریم. با استفاده از یک افلاک نما براحتی می‌توان این کار را انجام داد. در صورت نبودن چنین وسیله‌ای، مواضع سیاره زهره را می‌توان بر روی یک نقشه ستارگان ترسیم و زوایای بعد مناسب را تعیین کرد. زاویه بعد خورشید را به ازای هر موضع باید از تقویم نجومی استخراج کرد. تفاوت زاویه بعد خورشید و زهره، کشیدگی سیاره مذکور را تعیین می‌کند. از نمودار کشیدگی نسبت به زمان مقدار حداکثر کشیدگی،  $\eta_{max}$ ، به دست می‌آید که می‌توان آن را در معادله (۳-۲۲) جایگزین کرد.

### ۲۲-۶-۳ قانون دوم کپلر

ممکن است اعتبار قانون دوم کپلر را با بررسی حرکت یک سیاره که مداری خارج از مرکز دارد مثل عطارد، در نظر گرفت. اطلاعات خورشید مرکزی این سیاره را در تقویم نجومی ارائه شده و نمونه‌ای از آن را در جدول ۲-۲۲ ملاحظه می‌کنید که برای این تمرین کافی است. در این جدول همراه با طولهای خورشید مرکزی، شعاع حامل نیز با مقایسه مناسب برای ترسیم آورده شده است. این اطلاعات درباره سیاره عطارد است و در فواصل زمانی ۷ روزه فهرست بندی شده که ابتدای آن روز صفر ژانویه سال ۱۹۷۰ میلادی است.

با استفاده از مقیاس  $1AU = 20 \text{ mm}$  مدار سیاره عطارد را با در نظر گرفتن این موضوع که حرکت آن برخلاف حرکت عقربه‌های ساعت است ترسیم کنید. محل بعید خورشیدی را تخمین بزنید و آن را علامت بگذارید. از روی نمودار میزان خروج از مرکز مدار عطارد را

اندازه بگیرید .

مساحتی که توسط شعاع حامل در فاصله زمانی  $\gamma$  روزه طی می‌شود ، طبق فرمول زیر

مشخص می‌شود :

$$A = Cr_1r_2\theta,$$

که  $r_1$  و  $r_2$  به ترتیب شعاعهای حامل ابتدا و انتهای دوره  $\gamma$  روزه ،  $\theta$  زاویه بین این شعاعهای حامل و  $C$  نیز مقداری ثابت است . چون واحد مساحتهای اندازه‌گیری شده انتخابی است ، لذا برای سهولت  $C$  را برابر ۱ بر می‌گزینیم . مقدار هر مساحت را که در مدت زمان  $\gamma$  روزه توسط شعاع حامل طی شده است تعیین کنید . روز صفر ژانویه ۱۹۷۰ میلادی را مبدأ فرض کنید و مجموع مساحتی را که شعاع حامل در انتهای هر فاصله زمانی  $\gamma$  روزه طی کرده ارزیابی کنید . مجموع این مسیر طی شده را نسبت به زمان بر روی یک نمودار ترسیم کنید . طول سماوی عطارد را نیز به ازای هر زمان ذکر شده بر روی همین نمودار رسم کنید . ترتیبی اتخاذ کنید که زمان و طول سماوی عطارد در کنار یکدیگر قرار گیرند . از مورد دوم

جدول ۲۲-۲ مدار سیاره عطارد

تاریخ	طول	شعاع حامل به میلیمتر	$r_1$	$r_2$	$\theta$	مساحت	مجموع مساحت پیموده شده
۰ ژانویه سال ۱۹۷۰	$30/7^\circ$	۶۵					
۷ ژانویه	$73/1^\circ$	۶۱/۶					
۱۴ ژانویه	$116/5^\circ$	۶۴					
۲۱ ژانویه	$154^\circ$	۷۰/۸					
۲۸ ژانویه	$184/2^\circ$	۷۸/۸					
۴ فوریه	$208/8^\circ$	۸۶					
۱۱ فوریه	$230/1^\circ$	۹۰					
۱۸ فوریه	$249/7^\circ$	۹۳/۲					
۲۵ فوریه	$269^\circ$	۹۲/۸					
۴ مارس	$289/1^\circ$	۸۹/۸					
۱۱ مارس	$311/4^\circ$	۸۴/۲					
۱۸ مارس	$337/5^\circ$	۷۶/۸					
۲۵ مارس	$9/4^\circ$	۶۸/۸					

بلافاصله در می‌یابیم که تغییرات طول سماوی نسبت به زمان ثابت نمی‌باشد. مقادیر به دست آمده در ستون دوم نمودار باید در یک خط مستقیم قرار گیرند و نشان دهند که سرعت پیمایش مساحتها توسط شعاع حامل ثابت است و قانون دوم کپلر به اثبات برسد.

## ۲۲ - ۲ تلسکوپ

برای نشان دادن اثر افزایش دهانه جمع کننده بر مردمک چشم و همچنین ارائه پدیده<sup>۱</sup> توان بزرگنمایی لازم است تنها از یک تلسکوپ کوچک استفاده شود. با تلسکوپی به قطر چند سانتیمتر یا بیشتر و استفاده از یک چشمی می‌توان حفره‌های ماه، قرص سیارات، اقمار مشتری و ستارگانی را که با چشم غیر مسلح دیده نمی‌شوند مشاهده کرد. برخی از ستارگان که به چشم غیر مسلح منفرد هستند، هنگامی که با یک تلسکوپ رؤیت شوند ستارگانی جفت به نظر می‌آیند.

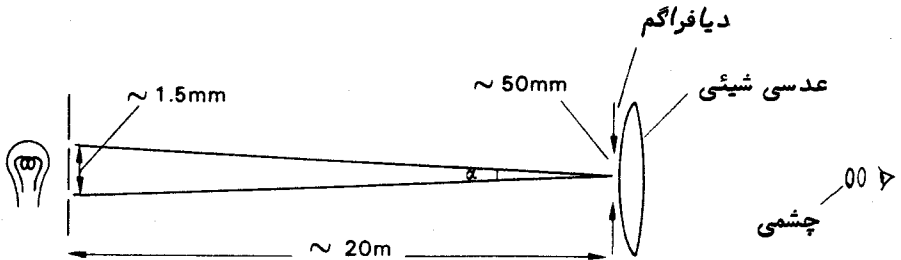
اجرام سماوی با اهمیت، معمولاً در نقشه<sup>۲</sup> ستارگان فهرست بندی شده‌اند و در این جا نیازی به بحث درباره آنها نیست. تنها برای نمونه می‌توان گفت که برتری تلسکوپ بر چشم را می‌توان با رصد ستاره<sup>۳</sup>  $\epsilon$  شلیاق<sup>۱</sup> نمایش داد. ناظری که دید قوی دارد، با چشم غیر مسلح این ستاره را به شکل دو ستاره<sup>۴</sup>  $\epsilon_1$  و  $\epsilon_2$  می‌بیند که هر یک از آنها دارای قدر پنجم است و فاصله<sup>۵</sup> بین آنها ۲۰۸ ثانیه<sup>۶</sup> قوسی می‌باشد. اگر با تلسکوپ به این دو ستاره بنگریم نه تنها آنها را بهتر خواهیم دید، بلکه هریک از آنها را یک ستاره<sup>۷</sup> دوگانه خواهیم یافت.

مساحتی از آسمان که هر لحظه مورد بررسی واقع می‌شود به میدان دید تلسکوپ بستگی دارد. می‌توان این مقدار را با نشانه روی تلسکوپ به سوی نصف‌النهار و ثابت کردن آن در همان جهت مشخص کرد، زیرا ستارگان از میدان دید تلسکوپ می‌گذرند و همان طور که این ستارگان از یک لبه<sup>۸</sup> میدان به لبه<sup>۹</sup> دیگر می‌روند، زمان انجام این عمل را ثبت می‌کنند. زمان ثبت شده را باید ابتدا به اندازه<sup>۱۰</sup> زاویه‌ای تبدیل کرد و سپس آن را در سکانت میل ستاره ضرب کرد.

بعلاوه از تعیین زمان جابجایی ستارگان می‌توان برای مشخص کردن درجه بندی یک چشمی ریزسنج استفاده کرد. با انجام این کار، جدایی دسته‌ای از ستارگان دوگانه را با ارقام یک کاتالوگ ستاره‌ای می‌توان مقایسه کرد.

برخی از موارد استفاده<sup>۱۱</sup> بصری یک تلسکوپ را می‌توان در آزمایشگاه نمایش داد. در این

گونه آزمایشها ( مثل بررسی توان تفکیک و اندازه‌گیری توان بزرگنمایی یک تلسکوپ ) تلسکوپ کوچکی مورد نیاز است که بر روی دهانه آن دیافراگمی با روزنه گشاد تعبیه شده باشد. منبع نوری این آزمایش شامل دو سوارخ است که فاصله آنها کم می‌باشد و نور از درون آنها عبور می‌کند. (شکل ۲۲-۲۹ را ملاحظه کنید). این سوراخها یا ستاره‌های دوگانه مصنوعی باید در فاصله‌ای از هم قرار بگیرند که نتوان آنها را با چشم یا با تلسکوپی که دهانه آن تنگ شده است به شکل دو سوارخ تشخیص داد. در صورت امکان، جایی برای نصب فیلترهای قرمز، آبی و سبز در این سیستم مهیا کنید.



شکل ۲۲-۲۹ آزمایشی برای بررسی میزان تفکیک یک تلسکوپ هنگامی که به سوی یک ستاره دوگانه مصنوعی نشانه روی شده است.

### ۲۲-۲۷-۱ توان تفکیک

آزمایش را با دهانه کاملاً باز دیافراگم شروع کنید و آن را به آرامی ببندید تا جایی که دیگر ستارگان را به شکل نقاط نورانی مجزا نتوان دید. قطر دهانه دیافراگم را در این حال اندازه بگیرید. آزمایش را تکرار کنید و از پنج نتیجه به دست آمده میانگین بگیرید. فرض کنید  $\lambda$  برابر  $5500 \text{ \AA}$  (انگستروم) باشد، در این صورت توان تفکیک تلسکوپ را برای مقدار دیافراگم تعیین شده مشخص کنید.

مجدداً آزمایش را تکرار کنید ولی این بار با دهانه تنگ دیافراگم شروع کنید و بتدریج آن را باز کنید تا جایی که ستارگان تفکیک شوند. در محلی که ستارگان تفکیک می‌شوند قطر دهانه دیافراگم را اندازه بگیرید.

پنج مورد اندازه‌گیری توان تفکیک را با قرار دادن فیلترهای آبی، سبز و قرمز در مسیر عبور پرتو انجام دهید. بر اساس طول موجهای مؤثر ترکیب فیلتر و چشم توان تفکیک تلسکوپ را ارزیابی کنید و ببینید چگونه نسبت به طول موج تغییر می‌کند. مقادیر توان تفکیک رصد شده را با جدایی زاویه‌ای حقیقی ستاره دوگانه مقایسه کنید.

در این آزمایشها تفاوت بین توان تفکیک به وجود آمده از فرضیه پراش (با به کار بردن یک معیار انتخابی) و توان تفکیک حقیقی که از ترکیب یک تلسکوپ با چشم پدید می‌آید نشان داده می‌شود.

در عمل، وقتی که یک ستاره دوگانه حقیقی را رصد می‌کنیم، توان تفکیک به شرایط رصد، روشنایی نسبی آنها و رنگ نسبی ستاره‌ها بستگی دارد. علاوه بر این، مقدار نور پراکنده شده یا نور زمینه نیز بر مقدار توان تفکیک تأثیر دارد گاهی می‌توان با دانش مختصرمان درباره اجرام سماوی مثل زاویه موضع خطی که دو ستاره را به یکدیگر متصل می‌کند به تفکیک ظاهری دست یافت.

بعضی از مردم نسبت به دیگران بهتر قادرند ستارگان جفت را از یکدیگر تفکیک دهند و می‌توانند ستارگانی را که در واقع از حد ریلی نزدیکترند از هم باز شناسند.

## ۲۲-۶-۳ توان بزرگنمایی

تلسکوپ را به آسمان روز نشانه بروید و قطعه کاغذ نازکی را بر روی چشمی آن قرار دهید. قطر مردمک خروجی،  $d$ ، را به ازای مقادیر دهانه ورودی  $D$  اندازه بگیرید. از ترسیم مقدار  $d$  نسبت به  $D$ ، گرادیان و همچنین توان بزرگنمایی تلسکوپ و چشمی را تعیین کنید. چشمی را با نوع دیگری که دارای فاصله کانونی متفاوتی است عوض کنید و آزمایش بالا را تکرار کنید.

## ۲۲ - ۸ عکسبرداری از زمینه ستارگان

تصویر ستارگان نقطه مانند بر روی صفحات عکاسی را تنها می‌توان با سیستمی که دارای موتورهای هدایت و راهنما هستند به دست آورد. با نصب یک دوربین عکاسی ۳۵ میلیمتری مجهز به عدسی معمولی یا تله‌فتو بر روی پایه یک تلسکوپ که دارای سیستم هدایت است می‌توان نتایج جالب توجهی به دست آورد. در مجموعه عکسهایی که زمان نور دیدن آنها افزایش یافته تصویر ستارگان کم نور ثبت شده است. عکسهایی که با این روش تهیه شده‌اند برای تشخیص ستارگان و تعیین مقیاس صفحه به کار می‌روند ولی معمولاً این عکسها تنها قادر به اندازه‌گیری کیفی قدر ستارگان می‌باشند.

برای این که قدر ستارگان را با دقتی در خور توجه مقایسه کنیم باید عکسهایی با دوربین یک تلسکوپ گرفته شود تا مقیاس صفحه قابل قبولی به دست آید. اندازه تصاویر یک ستاره بر روی صفحات عکاسی را نیز باید با نوعی میکروسکوپ که دارای شیشه‌ای مشبک با خطوط موئین یا سیمهای ظریف و متقاطع قابل تنظیم است اندازه گرفت. بنا به نوع صفحه عکاسی



گاهی می‌توان تصاویر را برای اندازه‌گیری بر روی یک پرده به نمایش درآورد. متوجه باشید که تصویر ستارگان از دانه‌های سیاه‌رنگی تشکیل شده است. قدرهای موجود در فهرست رادر کنار قطر اندازه‌گیری شده، ریشه دوم قطر و لگاریتم قطر مذکور یادداشت کنید. حال ببینید کدام یک از معادله‌های زیر مناسب است:

$$m = a - bD,$$

$$m = a - bD^{\frac{1}{2}},$$

$$m = a - b \log_{10} D,$$

و مقادیر ثابت  $a$  و  $b$  را تعیین کنید. پس از به دست آوردن رابطه بین قدر و قطر در یک صفحه عکاسی معین، از آن در صفحات دیگر استفاده کنید تا دریابید تا چه حد قدرهای تعیین شده با مقادیر فهرست مطابقت دارند. (توجه: اگر طول موج معادل حساسیت صفحه عکاسی انتخاب شده به طول موج مقادیر قدر یادداشت شده نزدیک نباشد، لازم است گستره ستارگان مورد بررسی درباره رابطه قدر و قطر را به یک نوع طیفی محدود کرد).  
 قطر اندازه‌گیری شده هر تصویر به فاصله و جدایی دو نقطه‌ای از آن تصویر بستگی دارد که ناظر آنها را حد نهایی یک لکه مدور فرض می‌کند و محیط آن درون مه صفحه عکاسی محو می‌شود. بنابراین، معیار انتخاب اندازه هر تصویر توسط هر ناظر تعیین می‌شود. چنانچه روابط بین قدر و قطر توسط افراد مختلف ولی با صفحه عکاسی یکسان و دستگاهی مشابه صورت گیرد، معمولاً دیده می‌شود که مقادیر ثابت  $a$  و  $b$  نسبت به هر ناظر فرق می‌کند. پس از تعیین رابطه‌ای که هر ناظر با استفاده از ستارگان معیار یافته تنها خود او می‌تواند برای تعیین قدر ستارگان دیگر صفحه عکاسی از آن استفاده کند. آنچه مسلم است این که مجموعه‌ای از قدرهای تعیین شده توسط افراد مختلف با این شرط باید با هم مطابقت داشته باشد که آنها از رابطه بین قطر و قدر شخصی خودشان استفاده کرده باشند.

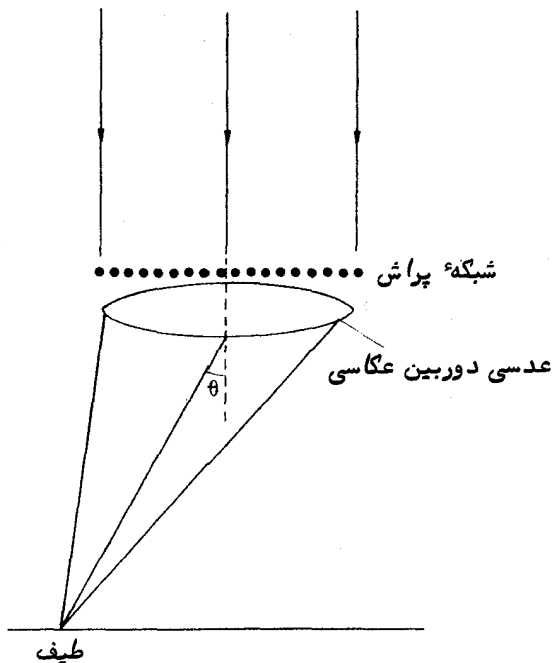
## ۲۲ - ۹ طیف

مؤسسه انتشاراتی Sky دو مجموعه از وسایلی را تهیه کرده است که در موارد مربوط به تفسیر طیفها از آنها استفاده می‌شود. مجموعه اول کلیشه‌ای از یک عکس زمینه ستارگان است که با یک منشور شیئی گرفته شده و به کمک آن می‌توان طبقه بندی ستارگان را انجام داد. دومین مجموعه کلیشه‌ای از طیف سیاره زحل است که خطوط طیفی آزمایشگاهی مرجع بر روی آنها قرار داده شده و با آن می‌توان تغییرات دوپلری را اندازه گرفت. از اندازه‌گیریهای طیف زحل این حقایق بر می‌آید که سیاره زحل همچون یک جسم جامد در حال چرخش است و

مجموعه حلقه‌های آن جامد نیستند .

می‌توان با به کار بردن فیلترهای رنگی در یک دوربین عکاسی ۳۵ میلیمتری که یک شبکه انتقال روگرفتی بر روی عدسی آن نصب شده طیفهای خورشیدی را به نحو مطلوبی تهیه کرد . (این گونه شبکه‌ها بسیار ارزان هستند) . سیستم نوری آن با سیستمی که برای طیفهای منشور شیئی به کار می‌رود شبیه است ولی وجه تمایز آنها این است که یک شبکه شیئی جای منشور شیئی را گرفته است . در شبکه‌های موجود در بازار ، فاصله دادن خطوط مدرج به طوری است که انحراف زاویه‌ای طیف آن قدر زیاد است که یک تلسکوپ معمولی قادر به اخذ آن نیست . میدان دید یک دوربین عکاسی ۳۵ میلیمتری معمولاً "قادر به ثبت طیف است . یک شبکه روگرفتی نمونه را در نظر بگیرید (شکل ۲۲-۳۰ را ملاحظه کنید) .

پرتوهای موازی خورشید



شکل ۲۲-۳۰ تشکیل طیف توسط یک شبکه انتقال روگرفتی

چنین شبکه‌ای ممکن است دارای ۵۰۰ خط در میلیمتر باشد که بدین ترتیب فاصله خطوط مدرج آن  $\frac{1}{500}$  میلیمتر می‌شود . انحراف طیف مرتبه اول طبق معادله (۲۱-۱۱) به‌قرار زیر است :

$$\sin \theta = \frac{\lambda}{d}$$

بدین ترتیب، مقدار انحراف در طول موج ۵۰۰۰ آنگستروم برابر است با :

$$\begin{aligned} \theta &= \sin^{-1} (5000 \times 10^{-7} \times 500) \\ &= \sin^{-1} (0.25) \\ &= \underline{15^\circ} \end{aligned}$$

بنابراین یک دوربین عکاسی که میدان دید آن کمی بیشتر از  $30^\circ$  است خواهد توانست قسمت اعظم طیفهای مرئی مرتبه اول خورشیدی واقع بر هر طرف از تابش عمودی را ثبت کند. اگر دوربین عکاسی دارای میدان دید اندکی باشد آن را نسبت به تابش عمودی در زاویه‌ای بر روی شبکه قرار داد.

توان تفکیک یک شبکه پراش در زیر ارائه شده است :

$$R = Nm$$

که  $N$  تعداد خطوط به کار رفته بر روی شبکه و  $m$  مرتبه تداخل می‌باشد. با این فرض که طول شبکه ۲۰ میلی‌متر و طیف مرتبه اول ثبت شده باشد توان تفکیک به قرار زیر خواهد بود :

$$\begin{aligned} R &= 500 \times 20 \\ &= 10^4 \end{aligned}$$

و این بیانگر آن است که می‌توان خطوط طیفی موجود در طیفهای ستاره‌ای و خورشیدی را تفکیک کرد.

در مورد خورشید اگر از تمام قرص آن استفاده شود گستردگی نیم درجه موجود در پرتوهای تابیده بر روی شبکه سبب تارشدگی جزئیات ثبت شده طیف می‌شود. در نتیجه احتمال نمی‌رود که خطوط طیفی بر روی طیفی که با این روش ساده عکسبرداری شده قابل تشخیص باشد. برای به دست آوردن یک طیف خورشیدی و بررسی خطوط طیفی آن باید از وسایل کمکی دیگری استفاده کرد. اول باید تصویر خورشید را به دست آورد، به این طریق که قسمت اندکی از قرص خورشید را توسط یک شکاف از بقیه جدا کنیم. سپس نور عبوری از شکاف مذکور را موازی کنیم و سرانجام پرتو به دست آمده را می‌باید با دوربینی که شیئی آن دارای شبکه است به کار برد.

می‌توان برای منابع ستاره‌ای از شبکه و دوربین ۳۵ میلی‌متری به طور مستقیم استفاده کرد ولی باید ترتیبی را اتخاذ کرد که آن ستاره معین یا زمینه ستاره‌ای را دنبال کند و زمان

عکسبرداری احتمالا چند ده دقیقه به طول انجامد. برای این که طیف ثبت شده کمی ارتفاع یابد، لازم است خطوط مدرج را یا بر حسب زاویه، بعد یا زاویه، میل مرتب کرد و سیستم هدایت نیز به ترتیب نسبت به میل یا زاویه، بعد تغییر کند. اگر از فیلمی با دانه‌های نسبتاً ریزی استفاده شود و بعلاوه دقت زیادی نیز صورت گیرد، می‌توان چندین خط طیفی ستاره‌ای را تفکیک کرد.

طیفهای مورد نظر در هر دو سوی تصاویری تشکیل می‌شوند که این تصاویر نه منحرف شده‌اند و نه متفرق و مورد دوم برای تشخیص ستاره در میدان ستاره‌ای به کار می‌رود. هنگامی که از فیلم رنگی برای ثبت طیفهای ستاره‌ای که از این روش به دست می‌آیند استفاده شود، معمولاً "ستارگان آبی رنگ (نوع A و B) تشکیل سه نقطه، اوچ در نواحی رنگ آبی، زرد یا سبز و قرمز می‌دهند که نشان‌دهنده این است که تا چه حدی فرایند عکاسی رنگی بر آنها اثر گذارده است. ستارگانی که رنگشان قرمز روشن است (نوع K) در قسمت آبی رنگ طیف وجه اشتراک زیادی ندارند و بسادگی آنها را می‌توان بر روی فیلم علامتگذاری کرد.

## ۲۲ - ۱۰ تداخل سنج ستاره‌ای مایکلسون\*

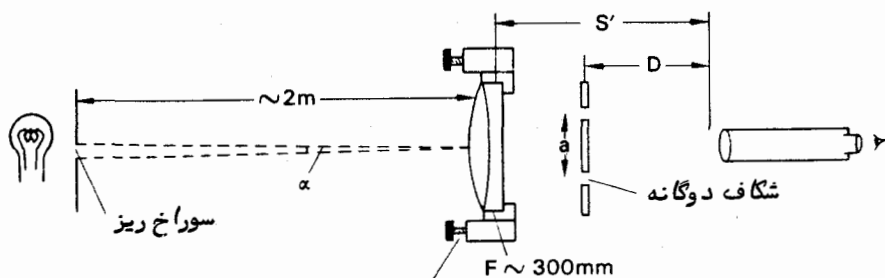
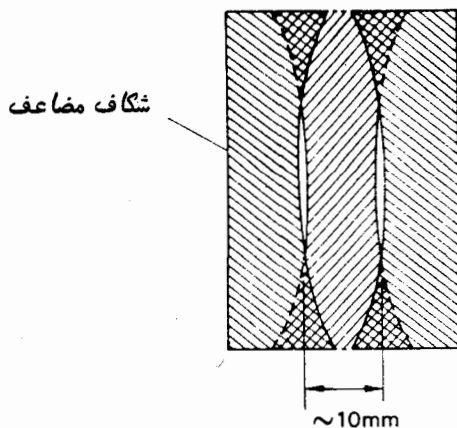
بزرگترین قطر زاویه‌ای ظاهری ستارگان که تا کنون مشخص شده دارای مرتبه  $7-10^{-7}$  رادیان می‌باشد و در شرایطی که در تداخل سنج ستاره‌ای مایکلسون باید حداقل مقدار رویت نوارها رخ دهد، فاصله روزنه‌ها باید حدود چندین متر باشد. شبیه سازی دقیق این آزمایش در آزمایشگاه بسیار دشوار است ولی با روش مشابهی که به نام روش آندرسن<sup>۱</sup> معروف است می‌توان اصول آن را نمایش داد. می‌توان از دستگاه ساده‌ای استفاده کرد و زاویه‌ای را که از یک سوراخ کوچک نورانی ایجاد می‌شود اندازه گرفت.

در روش آزمایشگاهی، روزنه‌ها به شکل شکافهایی هستند که شبیه چشم گربه می‌باشند و در فاصله ثابتی قرار دارند. آنها را می‌توان براحتی با بریدن سه قطعه برنجی و چسباندن آنها به یکدیگر تهیه کرد. شکافهای مورد نظر و طرح ساده دستگاه را در شکل ۲۲-۳ مشاهده می‌کنید.

فاصله مؤثر شکافها را می‌توان با حرکت دادن مجموعه شکافها در امتداد محور بصری تغییر داد. فرض کنید بدون آن که شکاف دوگانه در مسیر پرتو قرار داشته باشد تصویر ستاره فرضی ما در فاصله  $S'$  از عدسی شیئی تشکیل می‌شود. حال اگر شکافها را در فاصله  $D$

\* فکرانجام این آزمایش را از کتاب *Experiments and Demonstrations* نوشته C. H. Palmer

گرفته‌ایم (Johns Hopkins Press, Baltimore (1962)).



### پیچهای تنظیم مقدار خمیدگی عدسی

شکل ۲۲-۳۱ وسیله آزمایشگاهی که به داخل سنج ستاره‌ای مایکلسون شبیه است

نسبت به محل تشکیل تصویر قرار دهیم و فاصله شکافها از یکدیگر  $a$  باشد، فاصله مؤثر شکافها،  $a'$ ، که از ستاره رؤیت می‌شود به قرار زیر خواهد بود:

$$a' = \frac{aF}{D}$$

که  $F$  فاصله کانونی عدسی شیئی است. بنابراین فاصله مؤثر شکافها را می‌توان با تغییر فاصله  $D$  تنظیم کرد.

یک میکروسکوپ متحرک را طوری در این مجموعه قرار دهید که بر روی انتهای محور دستگاه بصری قرار بگیرد. بدون آن که شکاف دوگانه در مسیر پرتو قرار بگیرد میکروسکوپ را بر روی تصویر ستاره فرضی که توسط عدسی شیئی تشکیل شده متمرکز کنید. با سه‌پیچ تنظیم، مقدار خمیدگی عدسی شیئی را طوری میزان کنید که بهترین تصویر با حداقل پهن‌شدگی به

دست آید .

بررسی کنید که با حرکت دادن شکاف دوگانه در امتداد دستگاه بصری می توان بدون تنظیم مجدد میکروسکوپ سطح شکاف را متمرکز کرد .

شکاف دوگانه را در دستگاه بصری و مجاور عدسی شیئی قرار دهید ، هنگامی که به درون میکروسکوپ بنگریم ، ستاره فرضی همچون نوار نوری به نظر می رسد که در طول آن ، الگوی نوار تداخلی وجود دارد که خیلی به آنچه که مایکلسون با تداخل سنچ خود دیده بود شبیه است . محل شکاف دوگانه را درون محفظه نگهدارنده آن تنظیم کنید تا واضحترین نوار تداخلی مشاهده شود .

با حرکت دادن شکافها به سوی میکروسکوپ ، قابلیت رؤیت نوارهای تداخلی کاهش می یابد تا این که سرانجام محو می شوند . اگر این حرکت را همچنان ادامه دهیم ، نوارها دوباره پدیدار می شوند ولی فاصله آنها کمتر است . پس از تمرینات مختصری که درباره کنترل قابلیت رؤیت نوارها انجام دادید ، محلی را بیابید که قابلیت رؤیت در آنجا حداقل باشد و جدایی مؤثر آن معادل  $a'_{min}$  باشد . حال محل  $D_{min}$  شکاف دوگانه را بر روی دستگاه بصری یادداشت کنید . محل شکاف دوگانه را تغییر دهید و چندین بار این قسمت از آزمایش را انجام دهید تا مقدار میانگین محل شکاف که حداقل قابلیت رؤیت را داشته باشد به دست آید . این محل را نسبت به صفحه تصویر عدسی شیئی و با اندازه گیری محل شکاف دوگانه وقتی که در داخل میکروسکوپ واضح به نظر می رسد تعیین کنید .

با استفاده از میکروسکوپ متحرک مقدار میانگین فاصله شکافها را به دست آورید . طول موج نور را ۵۵۰۰ آنگستروم فرض کنید و فاصله کانونی عدسی شیئی نیز معلوم است ، سپس به کمک فرمول زیر می توان اندازه زاویه ای ستاره فرضی را محاسبه کرد .

$$\alpha = \frac{1/22\lambda}{a'_{min}} = \frac{1/22\lambda D_{min}}{aF}$$

برای امتحان نتیجه ، زاویه حقیقی در برگرفته شده را با اندازه گیری اندازه فیزیکی سوراخی که به عنوان ستاره فرضی است و همچنین فاصله آن ستاره از عدسی شیئی محاسبه کنید .

# ضمیمه - مقادیر ثابت نجومی و موارد مربوط به آن

$c = 299792/5 \times 10^3 \text{ m s}^{-1}$	۱- مقادیر ثابت فیزیکی
$G = 6/668 \times 10^{-11} \text{ N m}^2 \text{ kg}^{-2}$	سرعت نور
$h = 6/625 \times 10^{-34} \text{ J s}$	مقدار ثابت گرانش
$k = 1/380 \times 10^{-23} \text{ J K}^{-1}$	ثابت پلانک
$R = 8/317 \text{ J K}^{-1} \text{ mol}^{-1}$ یا $R_{(SI)} = 8/317 \times 10^3 \text{ J K}^{-1} \text{ kg}^{-1}$	ثابت بولتزمن
$N_0 = 6/025 \times 10^{23} \text{ mol}^{-1}$ یا $N_0(SI) = N_0 \times 10^3$	ثابت گازها
$\sigma = 5/669 \times 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$	عدد آوگادرو
$\lambda_{\max} T = 2/90 \times 10^{-3} \text{ m K}$	ثابت استفان - بولتزمن
$m_e = 9/108 \times 10^{-31} \text{ kg}$	ثابت قانون جابجایی وین
$e = 1/60206 \times 10^{-19} \text{ C}$	جرم الکترون
$P_{\odot} = 8/79405''$	بار الکترون
$= 20/49''$	اختلاف منظر خورشیدی
$= 9/207''$	ثابت انحراف
$\epsilon = 23^{\circ} 27' 8/26'' - 46/84'' T$	ثابت رقص محوری
$= 50/2564'' + 0/0222'' T$	تمایل دایرة البروج *
$\epsilon_0 = 8/854224 \times 10^{-12} \text{ F m}^{-1}$	ثابت عمومی حرکت تقدیمی *
	نفوذ پذیری فضای آزاد

\* در این فرمولها T بر حسب قرن ژولینی و از سال ۱۹۰۰ شمرده می شود.

## ۲- زمان

طول مدت ثانیه :

$$\begin{aligned} \text{طول سال برجی در سال ۱۹۰۰ میلادی} &= \frac{1}{31556925/975} \\ \text{ثانیه}^1 \text{ زیجی} &= \frac{1}{31556925/975} \\ \text{ثانیه}^1 \text{ نجومی} &= 10^8 \\ \text{ثانیه}^1 \text{ خورشیدی متوسط (به طور تقریبی)} &= 1/10027379093 \\ \text{ثانیه}^1 \text{ خورشیدی متوسط} &= 1/10027379093 \end{aligned}$$

طول مدت روز :

$$\begin{aligned} \text{روز نجومی} &= 1/10027379093 \\ \text{ثانیه} & \quad \text{دقیقه} \quad \text{ساعت} \\ \text{زمان نجومی متوسط} &= ۵۶/۵۵۵۴ \quad \text{و} \quad ۳ \quad \text{و} \quad ۲۴ \\ \text{ثانیه}^1 \text{ نجومی متوسط} &= ۸۶۶۳۶/۵۵۵۴ \\ \text{روز خورشیدی متوسط} &= ۰/۹۹۷۲۶۹۵۶۶۴ \\ \text{ثانیه} & \quad \text{دقیقه} \quad \text{ساعت} \\ \text{زمان خورشیدی متوسط} &= ۴/۰۹۰۵ \quad \text{و} \quad ۵۶ \quad \text{و} \quad ۲۳ \\ \text{ثانیه}^1 \text{ خورشیدی متوسط} &= ۸۶۱۶۴/۰۹۰۵ \end{aligned}$$

طول مدت ماه :

	روز	ثانیه	دقیقه	ساعت	روز
ماه هلالی	۲۹/۵۳۰۵۹	۳	۴۴	۱۲	و ۲۹
ماه نجومی	۲۷/۳۲۱۶۶	۱۲	۴۳	۷	و ۲۷
ماه غیرعادی	۲۷/۵۵۴۵۵	۳۳	۱۸	۱۳	و ۲۷
ماه گرهی	۲۷/۲۱۲۲۲	۳۶	۵	۵	و ۲۷
ماه برجی	۲۷/۳۲۱۵۸	۵	۴۳	۷	و ۲۷

طول مدت سال :

	روز	ثانیه	دقیقه	ساعت	روز
سال برجی (۳ تا ۲)	۳۶۵/۲۴۲۲۰	۴۶	۴۸	۵	و ۳۶۵
سال نجومی (از یک ستاره ثابت تا همان ستاره ثابت)	۳۶۵/۲۵۶۳۶	۱۰	۹	۶	و ۳۶۵



سال غیر عادی ( از حضیض تا حضیض )	۳۶۵/۲۵۹۶۴	۳۶۵ و ۶ و ۱۳ و ۵۳
سال ژولینی	۳۶۵/۲۵	۳۶۵ و ۶ و ۰ و ۰

۳- مقادیر ثابت ریاضی ، دستگاههای آحاد و عوامل تبدیل آنها به یکدیگر

$$1 \text{ رادیان} = 57/29578^\circ = 3437/747'' = 206264/8''$$

$$1 \text{ درجه‌های مجذور شده در یک استرادیان} = 3282/806$$

یک کره در مرکز خود زاویه‌ای معادل  $4\pi$  استرادیان را فرا می‌گیرد .

$$\pi = 3/14159$$

$$e = 2/71828$$

$$\log_{10} e = 0/43429$$

$$\log_e 10 = 2/30258$$

پا  $1 = 3280/8 = \text{مایل دریایی} = 0/53996 = \text{مایل} = 0/62137 = 1 \text{ کیلومتر}$

$1 \text{ مایل} = 1/6093$  کیلومتر

پا  $1 = 6076/11 = \text{کیلومتر} = 1/8250 = 1 \text{ مایل دریایی بین‌المللی}$

$1 \text{ آنگستروم} = 10^{-7}$  میلیمتر

مایل  $1 = 92960000 = \text{کیلومتر} = 149600000 = 1 \text{ واحد نجومی}$

$1 \text{ پارسک} = 206264/8 = \text{واحد نجومی}$

$1 \text{ کیلومتر بر ثانیه} = 2236/9 = \text{میل در ساعت}$

$1 \text{ پابر ثانیه} = 0/30480 = \text{متر در ثانیه}$

$1 \text{ کیلومتر در ثانیه} = 4/7404 = \text{مایل در ثانیه} = 2/9456 = 1 \text{ واحد نجومی در سال}$

$1 \text{ کیلوگرم} = 2/204622 = \text{پوند}$

$1 \text{ کیلوگرم} = 0/453592 = \text{پوند}$

$1 \text{ الکترون ولت ( eV )} = 1/60206 \times 10^{-19} \text{ J}$

واحدهای اساسی سیستم بین‌المللی :

نشان	نام واحد	کمیت فیزیکی	نشان	نام واحد	کمیت فیزیکی
A	آمپر	جریان الکتریکی	m	متر	طول
K	درجه کلوین	دمای ترمودینامیک	kg	کیلوگرم	جرم
			s	ثانیه	زمان

واحدهای فرعی سیستم بین‌المللی برای برخی از کمیتها:

ابعاد	نشان	نام واحد	کمیت فیزیکی
$\text{kg m}^2 \text{s}^{-2}$	J	ژول	انرژی
$\text{kg m}^2 \text{s}^{-3}$	W	وات	توان
$\text{kg m s}^{-2}$	N	نیوتن	نیرو
A s	C	کولن	بار الکتریکی
$\text{kg s}^{-2} \text{A}^{-1}$	T	تسلا	چگالی فلوی مغناطیسی
$\text{s}^{-1}$	Hz	هرتز	بسامد

تبدیل واحدهای c g s به واحدهای سیستم بین‌المللی

$$1 \text{ آنگستروم} = 10^{-10} \text{ m}$$

$$1 \text{ دین} = 10^{-5} \text{ N}$$

$$1 \text{ ارگ} = 10^{-7} \text{ J}$$

$$1 \text{ میلی بار} = 10^2 \text{ GN m}^{-2}$$

$$1 \text{ گوس} = 10^4 \text{ T}$$

$$1 \text{ ارگ بر ثانیه} = 10^{-7} \text{ W}$$

# فهرست منابع و مراجع به کار رفته در این کتاب

## ۱- کتب مرجع و وسایل مورد نیاز:

*Astronomy—Selected Readings*, ed. M. A. Seeds, Benjamin/Cummings Publishing Company, 1980

*Astrophysical Quantities*, by C. W. Allen, Athlone Press, 3rd Edition, 1973

*The Astronomical Almanac*, Her Majesty's Stationery Office, published yearly

*The Handbook of the British Astronomical Association*, British Astronomical Association, Burlington House, Piccadilly, London, W1V ONL, published yearly

*Norton's Star Atlas*, by A. P. Norton and J. G. Inglis, Gall and Inglis, Edinburgh, 16th Edition, 1973

*The Observer's Handbook of the Royal Astronomical Society of Canada*, University of Toronto Press. Available from The Royal Astronomical Society of Canada, 124 Merton Street, Toronto, Canada, M4S 2T2

*Outline of Astronomy (two volumes)*, by H. H. Voigt, Noordhoof Publishers, Holland, 1974

*Philips Planisphere*, A revolving chart of the heavens showing, for a given latitude and season, the naked eye stars visible at night

In addition, current discussion on the recent developments of the subject, on forthcoming, predicted events and on historical topics can be found in the excellent journal, *Sky and Telescope*, Sky Publishing Corporation, Cambridge, Mass., U.S.A.

## ۲- کتب تاریخی در باره نجوم:

*A History of Astronomy*, by A. Pannekoek, Interscience Publishers, New York, 1961

*The History of the Telescope*, by C. H. King, Charles Griffin and Company Ltd., London, 1955

*The Sleepwalkers*, by A. Koestler, The Macmillan Company, New York, 1969

*Megalithic Sites in Britain*, by A. Thom, Oxford University Press, 1967

*Megalithic Lunar Observatories*, by A. Thom, Oxford University Press, 1969

### ۳- کتابهایی در باره موضوعات ویژه:

*Practical Work in Elementary Astronomy*, by M. C. J. Minnaert, D. Reidel Publishing Company, 1969

*Astronomy: Observational Activities and Experiments*, by M. K. Gainer, Allyn and Bacon Inc, Boston, 1974

*An Introduction to Experimental Astronomy*, by R. B. Culver, W. H. Freeman and Co., 1974

*Introduction to Radio Astronomy*, by R. C. Jennison, Newnes, London, 1966

## جواب مسائل هر فصل

### فصل ۵ :

۱- ستاره‌های ۵، ۳، ۴، ۲، ۱، ۰، ۶.

۲- ۱/۱۹

۳- ۱۵/۸

۴- ۳/۲۵+

۵- ۸/۳

۶- وات  $10^{-8} \times 1/26$

۷- ۷/۷۵+

### فصل ۶ :

۱-  $32^\circ$ ،  $78^\circ$ ،  $55^\circ$ ،  $259^\circ$  و  $20^\circ$ ،  $17^\circ$  و  $18^\circ$ ،  $62^\circ$  و  $28^\circ$  و  $9^\circ$  و  $234^\circ$ .

۲-  $10^\circ$ ،  $53^\circ$ ،  $14^\circ$  و  $17^\circ$ ،  $41^\circ$  و  $164^\circ$ ،  $10^\circ$  و  $77^\circ$ .

۳- ۶۰۰، ۳۱۸۰، ۱۰۳۴، ۹۸۸۱، ۴۶۳۰.

۴-  $429/6$ ،  $3405$ ،  $415/7$ ،  $1614$ .

۵- (الف)  $53^\circ$  و  $66^\circ$ ،  $A = 19^\circ$  و  $48^\circ$ ،  $B = 59^\circ$  و  $39^\circ$ ،  $c = 39^\circ$

(ب)  $28^\circ$  و  $75^\circ$ ،  $a = 30^\circ$  و  $102^\circ$ ،  $B = 47^\circ$  و  $73^\circ$ ،  $C = 73^\circ$

(ج)  $37^\circ$  و  $6^\circ$ ،  $C = 20^\circ$  و  $69^\circ$ ،  $A = 29^\circ$  و  $145^\circ$ ،  $b = 145^\circ$

(د)  $27^\circ$  و  $42^\circ$ ،  $B = 27^\circ$  و  $44^\circ$ ،  $A = 58^\circ$  و  $158^\circ$ ،  $a = 158^\circ$

۶- (۱) ۵۷۸۷ مایل دریایی، (۲) ۵۲۱۹ مایل دریایی.

ساعت روز

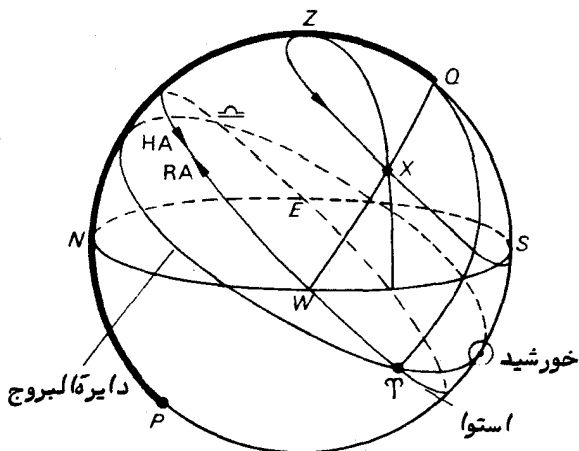
۷- ۱ و ۱۹/۱۵

- ۸- ۵۵۸۶ کیلومتر ،  $۵۰^{\circ}$  و  $۵۳^{\circ}$  شمالی .  
 ۹-  $۴۹'$  و  $۷۲''$  .

## فصل ۷ :

- ۱- شکل‌های ۱-۷ (الف) و ۱-۷ (ب) .  
 ۲- شکل ۲-۷ را ملاحظه کنید .  
 ۳- شکل ۳-۷ را ملاحظه کنید .  
 ۴- شکل ۴-۷ را ببینید .

ساعت  
 $RA X \sim ۳^{\circ}$   
 جنوبی  
 $Dec X \sim ۴۰^{\circ}$



شکل ۱-۷ (الف) چون زاویه بعد خورشید ۲۱ ساعت است بنابراین تاریخ مورد نظر برابر است با : ۶ فوریه  $\approx$  ماه ۱/۵ - ۲۱ مارس

$$\beta = ۲۱^{\circ} \text{ و } ۳۳^{\circ} \text{ شمالی ، } \lambda = ۹۰^{\circ}$$

$$۶^{\circ} \text{ و } ۳۳'$$

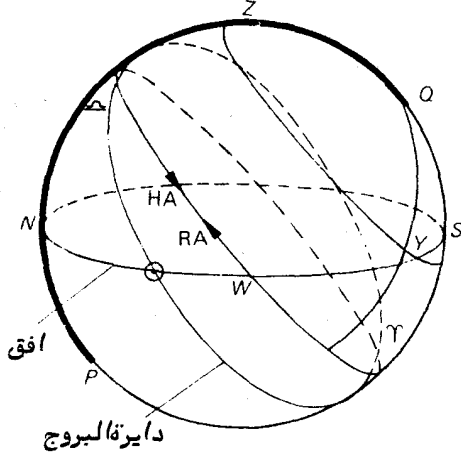
۸-  $۱^{\circ}$  و  $۹۶^{\circ}$  شمال غربی ،  $۱^{\circ}$  و  $۹۶^{\circ}$  شمال شرقی .

۹-  $۵۱'$  و  $۲۹^{\circ}$  شمالی ،  $۱۵'$  و  $۱۷۸^{\circ}$  ،  $۱۹۰$  دسامبر و  $۱۹$  ژوئن .

( توجه : نقاط تلاقی استوای کهکشانی با دایرة البروج باید  $۴۵^{\circ}$  و  $۱^{\circ}$  قبل از نقاط  $\alpha$  و

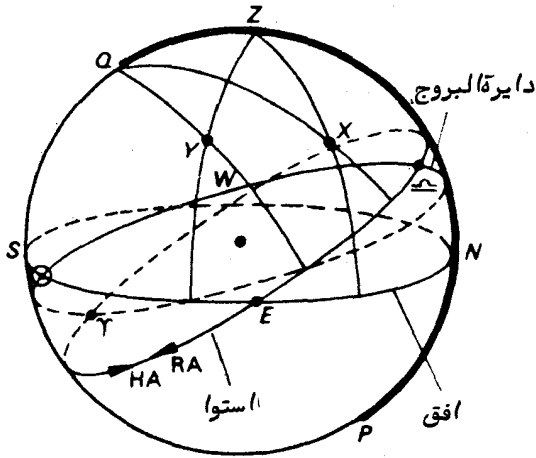
ص قرار داشته باشد ) .

۱۰- ( تذکر : هنگامی که زاویه سمت برای یک ستاره حول قطبی حداکثر باشد زاویه



دایرة البروج

شکل ۱-۲ (ب)  $\gamma$  موضع ستاره هنگام غروب است. چون زاویه بعد ستاره تقریباً " ۳ ساعت است، در این صورت  $\gamma$  مطابق شکل قرار دارد. در این حالت، دایرة البروج با خورشید هنگام غروب مصادف شده است. چون زاویه بعد خورشید،  $\odot RA$ ، تقریباً " ۵/۸ ساعت است، تاریخ تقریباً " ۲۹ ژوئیه می باشد.



ساعت

شکل ۲-۳ زاویه ساعتی ستاره X تقریباً " ۲۲ و میل آن تقریباً " ۲۰ درجه جنوبی است. ارتفاع ستاره  $\gamma$  تقریباً " ۴۰ درجه و زاویه سمت آن ۸۰ درجه جنوب شرقی است.

عرض سماوی طول سماوی

$\approx 200^\circ$

$\approx 15^\circ$

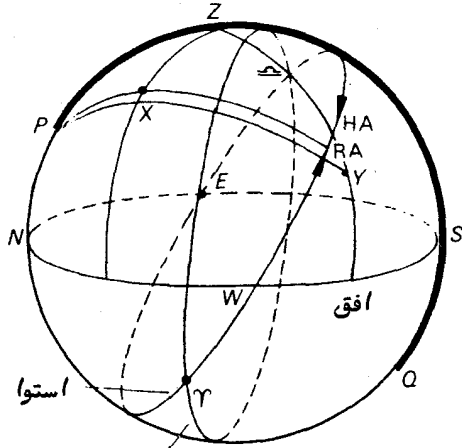
ستاره X جنوبی

$\approx 250^\circ$

$\approx 18^\circ$

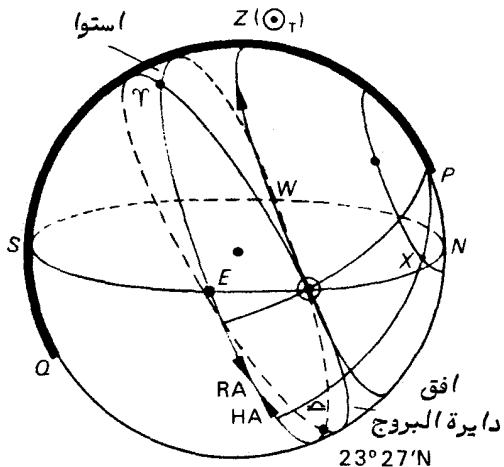
ستاره Y جنوبی

زمان تقریبی طلوع حوالی ۱۴ ژانویه است.



دایره البروج

شکل ۷-۳ زاویه سمت ستاره X تقریباً ۴۰ درجه غربی و ارتفاع آن تقریباً ۵۰ درجه است. زاویه ساعتی ستاره Y تقریباً ۳/۵ ساعت و میل آن حدود ۱۲° جنوبی می باشد. مسافر مورد نظر حقیقت را نمی گوید. حداکثر میل شمالی خورشید ۲۷° و ۲۳° است و سمت الرأس در دایره ۳۰° میل شمال قرار می گیرد. ستاره X یک ستاره حول قطبی است زیرا  $PX < PN$  می باشد.



شکل ۷-۴ نقطه  $\odot_r$  موضع خورشید هنگام عبور از نصف النهار است. این موضع در لحظه عبور در روز ۲۱ ژوئن در این عرض سماوی در نقطه Z قرار دارد. زمان LST تخمین زده شده در لحظه عبور خورشید از نصف النهار ۶ ساعت است. ارتفاع تخمینی ستاره X هنگام ظهر ظاهری ۴۰ درجه و زاویه سمت تخمینی آن ۲۰ درجه شمال شرقی می باشد. ستاره X یک ستاره حول قطبی نمی باشد.



PXZ ۹۰ درجه است . ثانیه دقیقه ساعت

۱۱-۴۱ و ۴۷° یا ۴۴ و ۱۰ و ۳ ، شمالی ۱۶' و  $\phi \geq 51^\circ$

۱۲-۴۶' و  $19^\circ$  . ثانیه دقیقه ساعت ثانیه دقیقه ساعت

۱۴-۲' و  $117^\circ$  یا ۸ و ۴۸ و ۷ ، ۴۰ و ۵۷ و ۱۰ .

۱۵-۵۷' و  $49^\circ$  شرقی .

۱۶-۹' و  $47^\circ$  و  $59^\circ$  ، ۲۵" و  $54^\circ$  و  $72^\circ$  .

### فصل ۸ :

۱-۳۳' و  $66^\circ$  جنوبی یا شمالی .

۲-۳۲' و  $66^\circ$  .

دقیقه ساعت

۳-۵۲ و ۲۳ ،  $\frac{1}{4}$  ۳۶۷ .

ثانیه دقیقه ساعت ثانیه دقیقه ساعت ثانیه دقیقه ساعت ثانیه دقیقه ساعت

۴-۲۱ و ۴۶ و ۴ ، ۴۰ و ۴ و ۱۴ ، ۴۶ و ۱۵ و ۱۷ و ۲۹ ، ۱۴ و ۲۰ ،

ثانیه دقیقه ساعت

۵-۴۸/۸ و ۴۷ و ۶ .

ثانیه دقیقه ساعت

۶-۵۸/۷ و ۹ و ۲۳ .

ثانیه دقیقه ساعت

۷-۲۵ و ۴۶ و ۲۲ .

۸- $56^\circ$  شمالی .

ثانیه ساعت

۹-۴ و ۲ .

ثانیه دقیقه ساعت

۱۰-۷ و ۱۷ و ۱۷ .

ثانیه دقیقه ساعت

۱۱-۳۲ و ۴۷ و ۲۰ ( توجه : تاریخ تقریبی گرینویچ ابهامی را که در یک کرومومتر

با تقسیمات ۱۲ ساعته یا ۲۴ ساعته پیش می آید ، رفع می کند ) .

ثانیه دقیقه ساعت

۱۲-۵۱ و ۷ و ۲۱ .

ثانیه دقیقه ساعت ثانیه دقیقه ساعت

۱۳-۴۹ و ۴۵ و ۲ ، ۲ و ۱۴ و ۰۷

ثانیه دقیقه ساعت

۱۴-۸ و ۴۲ و ۰۴

۱۵-۲۱ ژوئن ، ۲۱ دسامبر . ( در این دو روز زاویه بعد خورشید به ترتیب  $90^\circ$  و  $27^\circ$  می‌باشد ) .

دقیقه ساعت

۱۶-۵۷ و ۳ . ( توجه :  $RA \odot$  را به دست آورید ، HA زهره را ابتدا هنگام غروب

خورشید و سپس هنگام غروب زهره تعیین کنید . فاصله زمانی مذکور را از زمان نجومی به زمان خورشیدی متوسط تبدیل کنید ) .

ساعت روز

۱۷-۱۴/۴ و ۰۹۳

۱۸- از معادلات (۲-۸) ، (۱۲-۸) و جدول ۸-۱ یا ۸-۲ استفاده کنید .

## فصل ۹ :

۱-  $1''/28$  و  $0^\circ$  و  $25^\circ$

۲-  $50/49$  کیلومتر .

۳-  $64/4$  پا .

۴-  $143/6$  کیلومتر

۶-  $46/7$  و  $42^\circ$

۷-  $0/054$

۸- (۱)  $0/04''$  ، (۲)  $0/035''$

۹-  $7/97$  ،  $21/28$  ،  $13/5$

۱۰-  $1737$  کیلومتر ،  $55'$

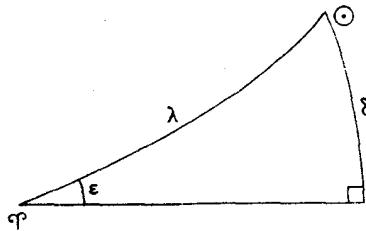
۱۱- (۱)  $9/16$  و  $19/92$  کیلومتر ، (۲)  $9/14$  و  $10/73$  مایل دریایی .

۱۲-  $695800$  کیلومتر ،  $10^6 \times 149/5$  کیلومتر

-۱۳

تاریخ	جابجایی زاویه بعد	جابجایی میل
۲۱ مارس	" ۱/۲۶ +	°
۲۱ ژوئن	°	" ۳۷/۸ +
۲۱ سپتامبر	" ۱/۲۶ -	°
۲۱ دسامبر	°	" ۳۷/۸ -

۱۴- شمالی " ۱۲ و ۵۱° و  $\delta = ۶۴^\circ$  ، شمالی " ۲۱ و ۳۶° و  $\phi = ۴۷^\circ$  .  
 ۱۵- هنگامی که  $\lambda_0 = \lambda \pm \frac{\pi}{۲}$  باشد ، جابجایی نسبت به دایره عظیمای که از K و ستاره می گذرد قائمه می باشد .  
 ۱۶- (۱) ۱۷ روز ، (۲) ۳۰/۵ روز . (تذکر: پاسخ مورد (۱) دو برابر مدت زمانی است که صرف می شود تا میل خورشید از ۱۱° و ۲۳° شمالی به ۲۷° و ۲۳° شمالی تغییر محل دهد . برای پیدا کردن طول سماوی خورشید در این روزها از مثلث شکل ۹-۱۶ استفاده کنید ) .



شکل ۹-۱۶

۱۷- ۱/۲۶ (تذکر: در مدت ۱۲ ساعت ، ناظر به اندازه  $R_\odot$  تغییر محل داده است .  
 $R_\odot$  شعاع زمین است ) .  
 ۱۸- ۵۱/۷° و ۶۲° .

فصل ۱۰ :

۱- ۱۰/۲۵

- ۲- (۱) " ۳۹/۵۱ و ۵۹' و ۳۵۹° ، (۲) ° ، (۳) " ۲۰/۴۹ ، (۴) °  
 ۳- " ۱۶/۷۳  
 ۴- ۱۸°  
 ۵-

حداقل                      حداکثر

۲۱ دسامبر

۲۱ ژوئن

زاویه بعد

۲۱ مارس

۲۱ سپتامبر

میل شمالی

۷- جابجایی طول سماوی مقدار " ۲۱/۸۱- و جابجایی عرض سماوی صفر می‌باشد.

۸- ۱۴۴۸ سال

۹- ستاره بر روی قوس دایره عظیمه‌ای قرار دارد که سمت الرأس را به نقطه دایره البروج

A متصل می‌کند. این نقطه ۹۰ درجه عقبتر از خورشید قرار دارد به طوری که :

$$k \tan z = \kappa \sin \theta$$

در این فرمول  $\theta$  زاویه بین ستاره و نقطه A است و  $z = ۱۸^\circ$  و  $۲۴'$

۱۰- ۶ ساعت

۱۱-  $۴۳^\circ$  شمالی ،  $۴۷^\circ$ .

۱۲- ۶۸۵۹ سال بعد از آن

۱۳-  $۵۰/۷۰''$  در سال ،  $۰/۰۱۴۳$  روز .

۱۴- (۱)  $\lambda = ۳۳^\circ$  و  $b = ۶۶/۵^\circ$  شمالی ، (۲)  $۱۴'$  و  $\alpha = ۳۰۲^\circ$  و  $\delta = ۴۹^\circ$  شمالی.

۱۵-  $۴۸/۵^\circ$  شمالی ،  $۹۰^\circ$  ، ۴۱۸۹ سال پس از آن .

## فصل ۱۱ :

۱- ستاره علیا است .

۲- ۱۱۵/۹ روز

۳-  $۱۸'$  و  $۴۶^\circ$

۴- ۴۳۳۰ روز

۵-  $۳۴'$  و  $۲۳^\circ$

۶- ۵/۴۸۳

۷- ۰/۸۸۲۱

۸- ۱/۲۹۱

۹- ۰/۶۲۶۱ واحد نجومی ، ۰/۹۴۴۷

۱۰- (۱) ۴۶° و ۳۸° ، (۲) ۹۷/۳ روز

۱۱- ۱۲۰/۶ روز

۱۲- ۰/۰۹۷۶

۱۳- (توجه کنید که سال ۱۹۶۸ سال کبیسه است) ۲۸ اوت ، ۱۴ مارس ، سال ۱۹۷۸ ،

هر ۱۲ سال .

### فصل ۱۲ :

۱- ۸ سال

۲- ۰/۶۱۵۱ سال

۳- ۱/۵۲۴ واحد نجومی

۴-  $\frac{1}{1060}$

۵- ۰/۰۳۱۶ سال

۶- ۳۴۱۲۰۰

۷- ۶۲۰۰ کیلومتر

$$\cos \theta = CD/CB = CD/(r+h).$$

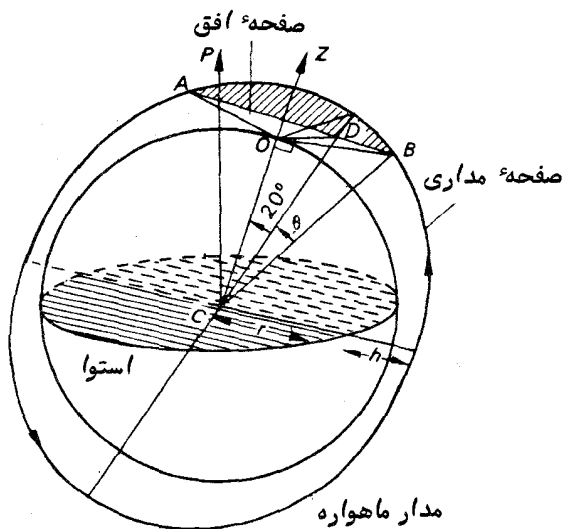
$$\cos 20^\circ = OC/CD = r/CD$$

بنابراین :

$$\cos \theta = \left( \frac{r}{r+h} \right) \frac{1}{\cos 20^\circ}.$$

پس مدت زمانی که ستاره بالای افق

است به دست می آید .



شکل ۱۲-۱۳ مثلث ODC در نقطه O قائمه است چون صفحه AOB در صفحه افق

می باشد . مثلث CDB در نقطه D قائمه است . پس :

$$۸-۲۰۷۸ \text{ کیلومتر} ، ۰/۱۲۵۱ ، \frac{۸۰/۱}{۱}$$

۹-۲/۰۸۱ روز (تذکر: اولین تقریب نسبت به قضیه دو جمله‌ای را به کار ببرید)

$$۱۰- (۱) ۰/۳۸۲ \text{ واحد نجومی} ، (۲) ۱/۲۰۵ ، (۳) ۳۱/۲۲ \text{ واحد نجومی در سال}$$

$$۱۱- (۱) ۶۰/۱۶ ، (۲) ۳۶۱۹$$

$$۱۲- \frac{۲}{۳} ، \frac{۱}{۷}$$

$$۱۳- ۱۴ و ۵۲ ، ۲۵/۱۸ \text{ دقیقه} ، ۲۱/۸۲ \text{ دقیقه}$$

### فصل ۱۳ :

$$۱- (۱) ۴۲۴۰۷ \text{ کیلومتر} ، (۲) ۲۴۵۵۰ \text{ کیلومتر} ، ۰/۷۲۷۴ ، ۵/۲۷۲ \text{ ساعت}$$

$$۲- ۳/۹۴۸ \text{ دقیقه} ، ۱۰۰۵۵۵ \text{ کیلومتر} ، ۰/۲۷۸۰ ، ۸۰/۶۶ \text{ دقیقه}$$

$$۳- (۱) ۱۹۵۶۳۹ \text{ کیلومتر} ، ۰/۹۶۴۸ ، (۲) ۱۱۹/۵ \text{ ساعت} ، (۳) ۱/۱۰۸ \text{ کیلومتر}$$

در ثانیه .

$$۴- \text{روز ژولینی معادل } ۲۴۴۲۰۷۱/۹ \text{ می باشد} ، ۱۴۶۴ \text{ روز ژولینی}$$

### فصل ۱۴ :

$$۱- ۲/۴۸ \times ۱۰^۷$$

$$۲- ۱/۱۷۷$$

$$۳- ۵۰۰۰ \text{ آنگستروم}$$

$$۴- L\alpha = ۱۲۱۵ \text{ آنگستروم که در ناحیه نور ماوراء بنفش قرار دارد و توسط جو زمین}$$

قطع می‌شود .

$$۵- ۱۰۵۷۴ \text{ گاوس}$$

$$۶- ۴۲/۵ \text{ کیلومتر در ثانیه}$$

$$۷- ۵/۱۷ \text{ آنگستروم}$$

### فصل ۱۵ :

$$۱- ۴۳/۶ \text{ میلیمتر}$$

$$۲- ۳۴/۴ \text{ قوس ثانیه بر میلیمتر} ، ۰/۰۵۸ \text{ میلیمتر}$$

$$۳- ۲/۹۱ \times ۱۰^{-۲} \text{ میلیمتر}$$

$$۴- ۵۰۹۰ \text{ میلیمتر (تذکر: از فرمول سازندگان عدسی استفاده کنید)}$$

$$۵- (۱) ۸۰۰۰ \text{ میلیمتر} ، (۲) ۱۶/f ، (۳) ۵۳۳- \text{میلیمتر} (۴) \frac{۱}{۳۵} \text{ (تذکر: نمودار)}$$

را ترسیم کنید و مثلشهای مشابه را به کار ببرید).

$$۶-۱/۴۲\%$$

### فصل ۱۶:

$$۱-۱۵۰، بلی،  $m > \frac{D}{\lambda}$$$

$$۲- \text{متر } ۶/۷ = D$$

$$۳- ۱/۳۴ \times ۱۰^{-۶} \text{ رادیان، } ۱/۳۴ \times ۱۰^{-۲} \text{ میلیمتر (} F \times (2\alpha) = \text{قرص ابری)}$$

$$۴- ۰/۰۰۰۲۵ = \text{اندازه تصویر منحرف شده (تذکر: مثال (۱۴-۱) را ملاحظه کنید)،}$$

$$۱۳- \text{قرص ابری} = ۰/۰۰۰$$

$$۵- ۰/۰۰۰۱۵ = \text{اندازه تصویر منحرف شده و تذکر: مثال (۱۴-۲) را ملاحظه کنید)،}$$

$$۱۶- \text{قرص ابری} = ۰/۰۰۰$$

$$۶- ۶۳۰ \text{ میلیمتر، } ۱۶/۲ \text{ قدر}$$

$$۷- ۲۰۸ \text{ میلیمتر}$$

$$۸- \tau = \frac{17}{10}، \text{ اول فوریه سال } ۱۵۷۵ \text{ (با این فرض که هیچ تلفی وجود ندارد)}$$

$$۹- ۱۳/۴ \text{ ثانیه، قوسی}$$

### فصل ۲۰:

$$۱- (۱) ۱۳/۹، (۲) ۱۴/۲ \text{ (در هر دو مورد فرض کرده ایم هیچ تلفی وجود ندارد)}$$

$$۲- ۱۰۰ \text{ ثانیه}$$

### فصل ۲۱:

$$۱- ۸/۲۴$$

$$۲- ۴/۹$$

$$۳- ۸/۲، ۸۶\%$$

$$۴- ۲۲^\circ \text{ و } ۳۶'$$

$$۵- ۱/۶۴$$

$$۶- ۰/۵۴۵$$

$$۷- ۶۸/۵۷ \text{ آنگستروم در میلیمتر}$$

$$۸- R = ۵ \times ۱۰^۴، V = ۶ \text{ کیلومتر در ثانیه، } \Delta \lambda = ۲/۵ \times ۱۰^{-۳} \text{ میلیمتر}$$

## واژه نامه انگلیسی به فارسی

# A

aberration	انحراف
aberrational ellipse	بیضی انحرافی
absolute power gain	بهره توان مطلق
absolute temperature	دمای مطلق
absorption	جذب
absorption spectrum	طیف جذبی
absorptive power	توان جذب
A.C. amplification	تقویت جریان متناوب
acceleration	شتاب
acceleration terms	دوره‌های شتاب
achromatic doublet	عدسی مرکب بیرنگ
achromatism	بیرنگی
actual image	تصویر واقعی
additional motions	حرکات اضافی
Aerial	آنتن
agitation	آشفته‌گی
Airy disk	قرص ایری
Alcor .	سها
Aldebaran	دبران
alt-azimuth mounting	نصف به طریقه سمت - ارتفاعی
altitude	ارتفاع



amplification	تقویت
analemma	شاخص تمایل خورشید
analog computer	کامپیوتر قیاسی
analytical chemistry	شیمی تحلیلی
ancillary equipment	وسایل کمکی - فرعی
Andromeda galaxy	کهکشان امرأة المسلسله
angle of aberration	زاویه انحراف
angle of dip	زاویه شیب
angle of elevation	زاویه فراز
angle of incidence	زاویه تابش
angle of refraction	زاویه شکست
Angström unit	واحد آنگستروم
angular dispersion	تفرق زاویه‌ای
angular distance	فاصله زاویه‌ای
angular seperation	جدایی زاویه‌ای
annular	حلقوی
annuli(annulus)	حلقه - طوق
anode	آند
Antares	قلب العقرب
antenna	آنتن
antenna arrays	آنتن ردیفی
antarctic circle	مدار قطب جنوب
aperture	دهانه - روزنه
aperture synthesis	ترکیب و اختلاط دهانه
apex of the Earth's way	آپکس مسیر زمین
aphelion	بعید خورشید
aplanatic lens	عدسی بدون کج‌نمایی کروی
apparent noon (mid night)	ظهر ظاهری ( نیمه شب ظاهری )
arctic circle	مدار قطب شمال
arcturus	سماک راح

argument of perihelion	شناسه قرین خورشید
ascending node	گره صعودی
aspheric	غیر کروی
aspherizing	از حالت کروی خارج ساختن
astigmatism	آستیگماتیسم
astrodynamics	علم حرکت اجسام متحرک در فضا
astrograph	تلسکوپ اخترنگار
astrology	طالع بینی
Astronomical Almanac	سالنمای نجومی
Astronomical Ephemeris	تقویم نجومی
astronomical latitude	عرض نجومی
Astronomical unit	واحد نجومی
astronomy	ستاره‌شناسی
atmospheric absorption	جذب جوی
atmospheric refraction	شکست جوی
atmospheric window	دریچه جوی
attraction	کشش
aurorae	شفقهای قطبی
averted vision	دید غیرمستقیم
Avogadro's number	عدد آوگادرو
azimuth	زاویه سمت

## B

Balmer series	سری بالمر
barrel distortion	اعوجاج لوله‌ای
base line	خط مبنا
beam of radiation	پرتو تشعشع
beamwidth	پهنای پرتو
behaviour	حرکت

Betelgeuse	ابط الجوزا
binomial theorem	قضیه دو جمله‌ای
birefringent	دو شکستی - با شکست مضاعف
black body	جسم سیاه
blink microscope	میکروسکوپ چشمکی
blooming of a Lens	پوشاندن سطح یک عدسی
Bohr atom	اتم بوهر
Bohr's atomic theory	نظریه اتمی بوهر
bolometric correction	تصحیح تابش سنجی
bolometric magnitude	قدر تابش سنجی
bolometric magnitude scale	مقیاس قدر تابش سنجی
Boltzmann's constant	ثابت بولتزمن
Bouger's law	قانون بوگر
brightness	روشنایی
brightness temperature	دمای درخشندگی
British standard time (BST)	زمان استاندارد انگلستان
British summer time (BST)	زمان تابستانی انگلستان
broadside array	آنتن ردیفی مستطیلی

## C

calendar year	سال تقویمی
calibration curve	منحنی درجه‌بندی
canal rays	اشعه‌های کانال
Capella	عیوق
cardinal points	جهات اصلی
cassegrain reflector	تلسکوپ بازتابی کاسگرین
cathode rays	اشعه‌های کاتدی
celestial equator	استوای سماوی
celestial latitude	عرض سماوی

celestial longitude	طول سماوی
celestial mechanics	علم مکانیک سماوی
centrifugal force	نیروی گریز از مرکز
characteristic curve	منحنی مشخصه
chief ray	پرتو اصلی
christiansen interferometer	تداخل سنج کریستیانسن
chromatic aberration	کج‌نمایی رنگی
circle of least confusion	دایره حداقل آشفتگی
circular polarization	قطبش دایره‌ای
coelostat	سلوستات
co-latitude	متم عرض
collecting aperture	دهانه جمع‌کننده ( نور )
collector	جمع‌کننده ( نور )
collimated beam	پرتو موازی
collimator	موازی‌کننده
collinear array	آنتن ردیفی همخط
colour index	ضریب رنگ
coma	انحراف کانونی
component	مؤلفه
concave	مقعر - واگرا
configuration	وضعیت
constant of aberration	ثابت انحراف
constant of refraction	ثابت شکست
constructive interference	تداخل سازنده
continuous spectrum	طیف پیوسته
convergent lens	عدسی همگرا
co-periodic orbits	مدارهای هم تناوب
coplanar	در یک هم‌صفحه
corona	خرمن ( تاج ) خورشید
Corona Australis	اکلیل جنوبی

coronagraph	خرمن نگار ( تاج نگار )
corpuscular theory	فرضیه ذره‌ای نور
corrugation	نوسان
Coude telescope	تلسکوپ کوده
coulomb's law	قانون کولن
cross - wires	سیمهای ظریف و متقاطع
culmination ( upper , lower)	عبور ( فوقانی ، تحتانی )
curvature of field	انحنای میدان

## D

dark background	زمینه تاریک
dark signal	سیگنال پنهان
Dawes' empirical criterion	معیار تجربی داو
D.C. amplification	تقویت جریان مستقیم
dead reckoning position (DRP)	موضع محاسبه شده از محل قبلی
decay time	زمان تجزیه
decimal absorption coefficient	ضریب اعشاری جذب
declination	میل
declination axis	محور میل
defferent	دایره حرکت مرکز
degree of polarization	درجه قطبش
density	چگالی
departure	دور شدگی از نصف‌النهار
descending node	گره نزولی
destructive interference	تداخل ویرانگر
detctor	آشکارساز
diffraction grating	شبهه پراش
diffraction limit	حد پراش

diffraction pattern	طرح پراش
diffracting edge	لبه پراکنده کننده نور
dipole antenna	آنتن دو قطبی
directional antenna	آنتن جهت دار
direction-cosine	کسینوس هادی
director	هدایت کننده ( در آنتن )
directivity	خاصیت جهت داری
dish antenna	آنتن بشقابی
dispersion	تفرق <sup>۳</sup>
dispersing element	عنصر متفرق کننده
distortion of field	اعوجاج میدان
disturbance	آشفستگی - اختلال
Doppler shift	تغییر مکان دوپلری
double concave	مقعر الطرفین
double convex	محدب الطرفین
double slit experiment	آزمایش دو شکاف یانگ
double star	ستاره دوگانه
drag	کشش
Draconis	تتین
Dubhe	دبه <sup>۳</sup>
dynamical mean sun	خورشید متوسط دینامیک
dynode	دی <sup>۳</sup> ند

## E

Eberhard effect	اثر ابرهارد
eccentricity	خروج از مرکز
ecliptic	دایرة البروج
effective area	سطح مؤثر
effective focal length	فاصله کانونی مؤثر

effective temperature	دمای مؤثر
efficiency	پازده
electromagnetic radiation	تشعشعات الکترو مغناطیسی
electron volt	الکترون ولت
electrostatic force	نیروی الکترو استاتیک
element of on orbit	اجزای مدار
ellipticity	پهن شدگی و بیضوی بودن
elliptical flat	آینهء تخت بیضوی
elongation	کشیدگی
emission spectrum	طیف نشری
emissive power	توان پخش
emulsion	امولسیون
energy arrival rate	میزان ورود انرژی
energy envelope	منحنی انرژی
energy integral	انتگرال انرژی
energy level	تراز انرژی
energy-wavelength distribution	توزیع انرژی - طول موج
English mounting	نصب تلسکوپ به طریقهء انگلیسی
entrance pupil	مردمک ورودی
ephemeris position	موضع زیجی
ephemeris time	زمان زیجی
ephemeris transit	عبور زیجی
epicycle	دایرهء مسیر حرکت
equation of state	معادلهء حالت
equation of time	معادلهء زمان
equatorial mounting	نصب تلسکوپ به طریقهء استوایی
equinox	اعتدال
excited states	حالات تحریک شده
exit pupil	مردمک خروجی
eye lens (eye piece)	عدسی چشمی ( چشمی )

eye relief

فاصله چشمی

## F

Faraday rotation

دوران فاراده

field lens

عدسی میدان

field of view

میدان دید

flow of radiation

شاره تشعشع

flux unit

واحد شار

focal length

فاصله کانونی

focal plane

صفحه کانونی

focal ratio

نسبت کانونی

foci (focus)

کانون

fog level

سطح مه

following motor

موتور ردیاب

fork mounting

نصب تلسکوپ به طریقه دو شاخه‌ای

free space

فضای آزاد

fundamental constant

ثابت بنیادی

## G

gain

بهره

galactic coordinates

مختصات کهکشانی

gamma of the emulsion

گامای امولسیون

gas constant

ثابت گاز

Gaussian constant of gravitation

ثابت گاوسی گرانش

general perturbations

اختلالات عمومی

geocentric

زمین مرکزی

geodetic latitude

عرض ژئودزی

geometry of sphere

هندسه کره



german mounting	نصب تلسکوپ به طریقه آلمانی
gradient	گرادیان
graticule	شیشه مشبک با خطوط موبین
gravitation	گرانش
gravity	گرانی
great circle	دایره عظیمه
Greenwich hour angle	زاویه ساعتی گرینویچ
Greenwich mean time (G.M.T)	زمان متوسط گرینویچ
ground state	حالت زمینه
guidance motor	موتور راهنما

## H

half-wave dipole	آنتن دو قطبی نیم موج
Hanbury Brown and twiss interferometer	تداخل سنج هانبوری براون و تویس
handedness	دستوارگی
hellical antenna	آنتن حلقوی یا مارپیچ
heliocentric	خورشید مرکزی
heliostat	هلیوستات
Hohmann orbital transfer	انتقال مداری هوهمان
horizon image	تصویر افق
horizon mirror	آینه افق
horizontal parallax	اختلاف منظر افقی
horizontal refraction	شکست افقی
horizontal sundial	ساعت خورشیدی افقی
Huygens eyepiece	چشمی هویگنس
Hyades	فلاّص - شتران ماده
hyperboloid	هذلولی وار

**I**

illumination	روشنی
image converter	مبدل تصویر
image photon counting system	سیستم شماری فوتونهای تصویر
image position sensing device	دستگاه حساس نسبت به محل تصویر
image spreading	بسط تصویر
incident radiation	اشعهء تابیده شده
index image	تصویر شاخص
index mirror	آینهء شاخص
inferior planet	سیارهء سفلی
infocus	در کانون متمرکز شدن - کانونی شدن
inphase	هم فاز
instrumental profile	نمایهء ابزاری
integration time	زمان انتگرال‌گیری
intercept	قسمت جدا شده
interference pattern	الگوی تداخل
interferometer	تداخل سنج
iris diaphragm photometer	نورسنج دارای دیافراگم قابل تنظیم

**J**

Julian day number	شمارهء روز ژولینی
Jupiter	مشتری

**K**

Kelner eyepiece	چشمی کل نر
Kepler's law	قانون کیپلر

kinetheodolite	کینه تئودولیت
kinetic energy	انرژی جنبشی
Kirchhoff's law	قانون کیر شهف
known instrumental errors	خطاهای ابزاری مشخص

## L

lateral chromatic aberration	کج‌نمایی رنگی جانبی
leap year	سال کبیسه
limiting magnitude	قدر حدی
linear plorization	قطبش خطی
linear response	پاسخ خطی
line of aspides	خط کانونی
line of nodes	خط گره‌ها
luminance	درخشندگی
lunar occultation	پوشیدگی ماه
luni-solar precession	حرکت تقدیمی ماه - خورشیدی
Lyrae	شلیاق - چنگ

## M

magnifying power	توان بزرگنمایی
main sequence stars	ستارگان رشته اصلی
major axis	محور بزرگ
Maksutov-Bouvers Camera	تلسکوپ ماکسوتف - بوورز
mean coordinates	مختصات متوسط
mean equator	استوای متوسط
mean equinox	اعتدال متوسط
mean solar time	زمان خورشیدی متوسط
mean sun	خورشید متوسط

meridian Altitude	ارتفاع نصف‌النهاری
meridian circle	دایره نصف‌النهاری - تلسکوپ نصف‌النهاری
Michelson's stellar interferometer	تداخل‌سنج ستاره‌ای مایکلسون
microdensitometer	چگالی‌سنج میکروسکوپی
microphotometer	نورسنج دقیق
midnight sun	خورشید نیم‌شب
Mills cross	صلیب میلز
minor axis	محور کوچک

## N

nadir	سمت‌القدم
nautical mile	مایل دریایی
nebula	سحابی
Newtonian flat	آینه تخت نیوتنی
Newton's Laws	قوانین نیوتن
noise	پارازیت
noon—marker	ظهر نگار
north celestial pole	قطب شمال سماوی
north polar sequence	فهرست مجموعه قطب شمال
nova	نواختر
nutatation	رقص محوری

## O

objective prism	منشور شیئی
obliquity of ecliptic	تمایل دایره البروج
occultation	پوشیدگی ( ماه )
opacity	کدریت
ophiuchus	حواء

optic axis	محور بصری
optical spectrum	طیف نوری
optical window	دریچه نوری
Orion	جبار - شکارچی
outer planet	سیاره خارجی

## P

parabolic dish antenna	آنتن بشقابی سهمی شکل
parallactic ellipse	بیضی اختلاف منظری
parallel of declination	مدار میل
parallel of latitude	مدار عرض
parasitic antenna	آنتن پارازیتی
parsec	پارسک
perigee	حضیض زمین
perihelion	قرین خورشید
personal equation	موازنه شخصی
Petzval surface	سطح پتزوال
phase angle	زاویه فاز
photo cathode	کاتد نوری
photometry	نورسنجی
photomultiplier	دستگاه تکثیر کننده نور
photon shot noise	پارازیت ناگهانی فوتونی
photo visual system	سیستم عکاسی بصری
plate scale	مقیاس صفحه
Pogson's equation	معادله پاکسون
polar axis	محور قطبی
polarimetry	قطبش سنجی
polarization	قطبش
polarizer	قطبش کننده

position circle	دایرهٔ موضع
position line	خط موضع
power gain	بهرهٔ توان
precession of equinoxes	تقدیم اعتدالین
prime vertical	عمود مبدأ
Ptolemy	بطلمیوس
pulse counting photometry	نورسنجی شمارش ضربان
Purkinje effect	اثر پورکینجه

## Q

quanta	کوانتا ( جمع کوانتم )
quantum efficiency	بازده کوانتمی
quadrature	تربیع
quartz envelope	پوشش کوارتز
quasar	ستاره نما

## R

radia velocity	سرعت شعاعی
radiant atoms	اتمهای تابشی
radiant shower	نقطهٔ تشعشع شهاب
radiating atoms	اتمهای تشعشع کننده
radiation pressure	فشار تشعشعی
radius vector	شعاع حامل - بردار شعاع
radio telescope	تلسکوپ رادیویی
Ramsden eyepiece	چشمی رمزدن
Rayleigh criterion	معیار ریلی
Rayleigh-Jeans approximation	تقریب ریلی - جینز
Rayleigh scattering	پراکندگی ریلی

reciprocal linear dispersion	تفرق خطی دوجانبه
reciprocity failure	عیب دوجانبه
reflector	منعکس کننده
reflection	بازتاب
refraction	شکست
refractive index	ضریب شکست
refractive power	توان شکست
resolving power	توان تفکیک
replica grating	شبکه روگرفتی
retrograde motion	حرکت رجعی
right ascension	زاویه بعد
Ritchey—Chretien telescope	تلسکوپ ریچی—کرتین

## S

sagittal plane	صفحه سهمی
Schmidt telescope	تلسکوپ اشمیت
scintillation	برق‌زنی
semi major axis	نیمه قطر بزرگ
semi minor axis	نیمه قطر کوچک
sextant	سکستانت
shape factor	عامل شکل
side lobe	قسمت کناری
sidereal period	دوره تناوب نجومی
sidereal position	موضع نجومی
sidereal time	زمان نجومی
sidereal year	سال نجومی
siderostat	سایدروستات
signal—to—noise ratio	نسبت سیگنال به پارازیت
small circle	دایره صغیره

small spherical triangle	مثلث کروی کوچک
solar eyepieces	چشمیهای خورشیدی
solar parallax	اختلاف منظر خورشیدی
solar time	زمان خورشیدی
solid angle	زاویه فضایی
solstice	انقلاب
spatial resolution	تفکیک فضایی
spatial resolution	تداخل سنج لکه‌ای
spectrum	طیف
spectral lines	خطوط طیفی
spectral response	پاسخ طیفی
spectral sensitivity	حساسیت طیفی
spectrometer	طیف‌سنج
speed	تندی
spherical aberration	کج‌نمایی کروی
spherical angle	زاویه کروی
spherical triangle	مثلث کروی
standard time	زمان معیار
standard zone	منطقه معیار
station error	خطای مکانی
stationary point	نقاط پایدار
Stephan-Boltzmann law	قانون استفان-بولتزمن
Stephan constant	ثابت استفان
stellar magnitude	قدر ستاره‌ای
stellar parallax	اختلاف منظر ستاره‌ای
sub-solar point	نقطه زیر خورشیدی
sundial	ساعت خورشیدی
sundial	سیاره علیا
superior planet	دوره تناوب هلالی
synodic period	دستگاههای آحاد



## T

telescope magnifying power  
 telescope resolving power  
 theodolite  
 transit  
 transit telescope  
 transmittance of a plate  
 tropical year  
 true anomaly  
 twilight

توان بزرگنمایی تلسکوپ  
 توان تفکیک تلسکوپ  
 تئودولیت  
 عبور (از نصف النهار)  
 تلسکوپ نصف النهاری  
 قدرت انتقال یک صفحه عکاسی  
 سال برجی  
 آنومالی حقیقی  
 بین الطلوعین

## U

Universal Time (U.T)  
 upper transit

زمان جهانی  
 عبور فوقانی

## V

variation of latitude  
 velocity of light  
 vernal equinox  
 visible spectrum  
 visual magnitude system

تغییر عرض  
 سرعت نور  
 اعتدال بهاری  
 طیف مرئی  
 سیستم قدر بصری

## W

wave fronts  
 wave packet

سطوح موج  
 بسته موج

Whittaker's rule	قانون ویتکر
Wiens' displacement law	قانون جابجایی وین
window (optical)	دریچه نوری

## Y

yagi antenna	آنتن یاگی (پارازیتی)
yoke	میله عرضی تلسکوپ

## Z

Zeemann effect	اثرزیمن
zenith	سمت الرأس
zenith distance	فاصله سمت الرأسی
zenith tube	لوله سمت الرأسی
zodiac	منطقه البروج
zone time	زمان منطقه‌ای

## واژه نامه فارسی به انگلیسی

### آ

apex of the Earth's way	آپکس مسیر زمین
astigmatism	آستیگماتیسم
disturbance	آشفتگی - اختلال
scintillation noise	آشفتگی برق زنی
detector	آشکار ساز
parabolic dish antenna	آنتن بشقابی سهمی شکل
parasitic antenna	آنتن پارازیتی
directional antenna	آنتن جهت دار
hellical antenna	آنتن حلقوی یا مارپیچ
half-wave dipole antenna	آنتن دو قطبی نیم موج
collinear array	آنتن ردیفی همخط
broadside array	آنتن ردیفی مستطیلی
true anomaly	آنومالی حقیقی
Horizon mirror	آینه افق
elliptical flat	آینه تخت بیضوی
index mirror	آینه شاخص

### ا

Betelgeuse	ابط الجوزا
Bohr's atom	اتم بوهر

radiant atoms	اتمهای تابشی
radiating atoms	اتمهای تشعشع‌کننده
Eberhard effect	اثر ابرهارد
Purkinje effect	اثر پورکینجه
Zeemann effect	اثر زیمان
orbital elements	اجزای مدار
horizontal parallax	اختلاف منظر افقی
solar parallax	اختلاف منظر خورشیدی
geocentric parallax	اختلاف منظر زمین مرکزی
stellar parallax	اختلاف منظر ستاره‌ای
altitude	ارتفاع
meridian altitude	ارتفاع نصف‌النهاری
equator	استوای زمین
celestial equator	استوای سماوی
mean equator	استوای متوسط
canal rays	اشعه‌های کانال
vernal equinox	اعتدال بهاری
autumnal equinox	اعتدال پاییزی
mean equinox	اعتدال متوسط
barrel distortion	اعوجاج لوله‌ای
distortion of field	اعوجاج میدان
sea horizon	افق دریا
Corona Australis	اکلیل جنوبی
electron volt	الکترون ولت
interference pattern	الگوی تداخل
emulsion	امولسیون
energy integral	انتگرال انرژی
aberration	انحراف
coma	انحراف کانونی
curvature of the field	انحنای میدان

kinetic energy

انرژی جنبشی

## ب

reflection

بازتاب

quantum efficiency

بازده کوانتیمی

radius vector

بردار شعاع

scintillation

برق زنی

frequency

بسامد

wave packet

بسته موج

image spreading

بسط تصویر

aphelion

بعید خورشید

power gain

بهره توان

absolute power gain

بهره توان مطلق

achromatism

بیرنگی

parallactic ellipse

بیضی اختلاف منظری

aberrational ellipse

بیضی انحرافی

twilight

بین الطلوعین

## پ

noise

پارازیت

photon shot noise

پارازیت ناگهانی فوتونی

parsec

پارسک

linear response

پاسخ خطی

spectral response

پاسخ طیفی

Rayleigh scattering

پراکندگی ریلی

chief ray

پرتو اصلی

collimated beam

پرتو موازی

occultation

پوشیدگی (ماه)

beamwidth

پهنای پرتو

ellipticity

پهن شدگی و بیضوی بودن

## ت

theodolite

تئودولیت

Bohr's atomic theory

تئوری ( نظریه ) اتمی بوهر

constructive interference

تداخل سازنده

Michelson's stellar interferometer

تداخل سنج ستاره‌ای مایکلسون

Christiansen interferometer

تداخل سنج کریستیانسن

speckle interferometer

تداخل سنج لکه‌ای

destructive interference

تداخل ویرانگر

energy level

تراز انرژی

electromagnetic radiation

تشعشعات الکترومغناطیسی

bolometric correction

تصحیح تابش سنجی

horizon image

تصویر افق

index image

تصویر شاخص

variation of latitude

تغییر عرض

Doppler shift

تغییر مکان دوپلری

reciprocal linear dispersion

تفرق خطی دوجانبه

angular dispersion

تفرق زاویه‌ای

precession of Equinoxes

تقدیم اعتدالین

Rayleigh—Jeans approximation

تقریب ریلی - جینز

A.C. amplification

تقویت جریان متناوب

D.C. amplification

تقویت جریان مستقیم

astrograph

تلسکوپ اخترنگار

Cassegrain reflector

تلسکوپ بازتابی کاسگرین

radio telescope

تلسکوپ رادیویی

Ritchey—Chretien telescope

تلسکوپ ریچی - کرتین

Coude telescope

تلسکوپ کوده

meridian telescope	تلسکوپ نصف‌النهاری
obliquity of the ecliptic	تمایل دایره‌البروج
speed	تندی
Draconis	تنین
magnifying power	توان بزرگنمایی
emissive power	توان پخش
resolving power	توان تفکیک
absorptive power	توان جذب
refractive power	توان شکست

## ث

arc second	ثانیه قوسی
Stephan constant	ثابت استفان
constant of aberration	ثابت انحراف
fundamental constant	ثابت بنیادی
Boltzmann's constant	ثابت بولتزمن
constant of refraction	ثابت شکست
gas constant	ثابت گاز
Gaussian constant of gravitation	ثابت گاوسی گرانش

## ج

angular separation	جدایی زاویه‌ای
absorption	جذب
atmospheric absorption	جذب جوئی
black body	جسم سیاه
collector	جمع‌کننده (در آنتن)
cardinal points	جهت اصلی

## ج

solar eyepiece  
Ramsden eyepiece  
Kelner eyepiece  
Huygens eyepiece  
micro densitometer

چشمی خورشیدی  
چشمی رمزدن  
چشمی کل نر  
چشمی هویگنس  
چگالی سنج میکروسکوپی

## ح

ground state  
diffraction limit  
retrograde motion  
spectrol sensitivity  
perigee

حالت زمینه  
حد پراش  
حرکت رجعی  
حساسیت طیفی  
حضیض

## خ

corona  
coronagraph  
eccentricity  
station error  
terminator  
Line of aspides  
Line of nodes  
base line  
spectral lines  
mean sun  
midnight sun

خرمن خورشید  
خرمن نگار  
خروج از مرکز  
خطای مکانی  
خط پایانه  
خط کانونی  
خط گرهما  
خط مبنا  
خطوط طیفی  
خورشید متوسط  
خورشید نیمشب



## د

ecliptic	دایرة البروج
circle of least confusion	دایره حد اقل آشفستگی
defferent	دایره حرکت مرکز
small circle	دایره صغیره
great circle	دایره عظیمه
epicycle	دایره مسیر حرکت
position circle	دایره موضع
meridian or circle	دایره نصف النهاری
degree of polarization	درجه قطبش
luminance	درخشندگی
atmospheric window	دریچه جوی
optical window	دریچه نوری
photomultiplier	دستگاه تکثیر کننده نور
handedness	دسنوارگی
brightness temperature	دمای درخشندگی
effective temperature	دمای مؤثر
absolute temperature	دمای مطلق
Faraday rotation	دوران فاراده
synodic period	دوره تناوب هلالی
departure	دور شدگی (از نصف النهار)
aperture	دهانه - روزنه
dynode	دی‌ند

## ر

Milky way	راه شیری
nutation	رقص محوری
apparent solar day	روز خورشیدی ظاهری

sidereal day	روز نجومی
brightness	روشنایی
illumination	روشنی

## ز

angle of parallax	زاویه اختلاف منظر
angle of oberration	زاویه انحراف
right ascension	زاویه بعد
angle of incidence	زاویه تابش
hour angle	زاویه ساعتی
azimuth	زاویه سمت
angle of refraction	زاویه شکست
angle of dip	زاویه شیب
phase angle	زاویه فاز
angle of elevation	زاویه فراز
solid angle	زاویه فضایی
standard time	زمان استاندارد
integration time	زمان انتگرال‌گیری
Universal time (UT)	زمان جهانی
apparent solartime	زمان خورشیدی ظاهری
mean solar time	زمان خورشیدی متوسط
ephemeris time	زمان زیجی
Greenwich mean time (GMT)	زمان متوسط گرینویچ
standard time	زمان معیار
zone time	زمان منطقه‌ای
sidereal time	زمان نجومی
geocentric	زمین مرکزی

## س

sundial	ساعت خورشیدی
tropical year	سال برجی
calendar year	سال تقویمی
leap year	سال کبیسه
sidereal year	سال نجومی
siderostat	سایدرستات
double star	ستاره دوگانه
main sequence star	ستاره رشته اصلی
pole star (polaris)	ستاره قطبی
nebula	سحابی
radial velocity	سرعت شعاعی
Balmer series	سری بالمر
petzval surface	سطح پتزوال
effective area	سطح مؤثر
fog level	سطح مه
wave front	سطح موج
sextant	سکستانت
ceolostat	سلوستات
zenith	سمت الرأس
nadir	سمت القدم
outer planet	سیاره خارجی
ioferior planet	سیاره سفلی
superior planet	سیاره علیا
visual magnitude system	سیستم قدر بصری

## ش

flow of radiation	شار تشعشع
polar night	شب قطبی
diffraction grating	شبکه پراش
replica grating	شبکه روگرفتی
incident ray	شعاع تابش
radius vector	شعاع حامل
aurorae	شفق قطبی - فجر
horizontal refraction	شکست افقی
atmospheric refraction	شکست جوی
astronomical refraction	شکست نجومی
argument of perihelion	شناسه قرین خورشید

## ص

sagittal plane	صفحه سهمی
focal plane	صفحه کانونی
Mills cross	صلیب میلز

## ض

decimal absorption coefficient	ضریب اعشاری جذب
colour index	ضریب رنگ
refraction index	ضریب شکست

## ط

diffraction pattern	طرح پراش
celestial longitude	طول سماوی
continuous spectrum	طیف پیوسته
absorption spectrum	طیف جذبی

spectrometer	طیف سنج
visible spectrum	طیف مرئی
emission spectrum	طیف نشری

## ظ

apparent noon	ظہر ظاہری
mean noon	ظہر متوسط
noon marker	ظہر نگار

## ع

lower culmination	عبور تحتانی
ephemeris transit	عبور زیجی
upper culmination	عبور فوقانی
eyelens (eyepiece)	عدسی چشمی
achromatic doublet	عدسی مرکب بیرنگ
field lens	عدسی میدان
divergent lens	عدسی واگرا
convergent lens	عدسی همگرا
geodetic latitude	عرض ژئودزی
astronomical latitude	عرض نجومی
reciprocity failure	عیب دو جانبه

## ف

eye relief	فاصله چشمی
angular distance	فاصله زاویه‌ای
zenith distance	فاصله سمت الرأسی
effective focal length	فاصله کانونی مؤثر

corpuscular theory  
radiation pressure

فرضیه ذره‌ای نور  
فشار تشعشعی

## ق

Stephan-Boltzmann law  
Bouger's law  
Wiens's displacement law  
Kepler law  
Kirchhoff's law  
Whitaker's law  
bolometric magnitude  
Limiting magnitude  
stellar magnitude  
Airy disk  
perihelion  
side lobe  
linear polarization  
circular polarization  
polarimetry  
intercept

قانون استفان - بولتزمن  
قانون بوگر  
قانون جابجایی وین  
قانون کیپلر  
قانون کیرشهف  
قانون ویتکر  
قدر تابش سنجی  
قدر حدی  
قدر ستاره‌ای  
قرص ایری  
قرین خورشید  
قسمت کناری  
قطبش خطی  
قطبش دایره‌ای  
قطبش سنجی  
قسمت جدا شده

## ک

photocathode  
foci (focus)  
chromatic aberration  
lateral chromatic aberration  
spherical aberration  
direction - cosine

کاتد نوری  
کانون  
کج‌نمایی رنگی  
کج‌نمایی رنگی جانبی  
کج‌نمایی کروی  
کسینوس هادی

elongation	کشیدگی
quasar	کوازار
Kinetheodolite	کینه تنقودولیت

## گ

gamma of the emulsion	گامای امولسیون
gravitation	گرانش
gravity	گرانی
gradient	گرادیان
ascending node	گره صعودی
descending node	گره نزولی

## م

nautical mile	مایل دریایی
statute mile	مایل قانونی
image converter	مبدل تصویر
co-latitude	متمم عرض
mean coordinates	مختصات متوسط
parallel of latitude	مدار عرض
antarctic circle	مدار قطب جنوب
arctic circle	مدار قطب شمال
parallel of declination	مدار میل
co-periodic orbits	مدارهای هم‌تناوب
exit pupil	مردمک خروجی
entrance pupil	مردمک ورودی
Pogson equation	معادله پاگسون
equation of state	معادله حالت
equation of time	معادله زمان

Dawes' empirical criterion	معیار تجربی داو
Rayleigh criterion	معیار ریلی
plate scale	مقیاس صفحه
bolometric magnitude scale	مقیاس قدر تابش سنجی
energy envelope	منحنی انرژی
calibration curve	منحنی درجه‌بندی
objective prism	منشور شیئی
zodiac	منطقه البروج
collimator	موازی کننده
ephemeris position	موضع زیجی
sidereal position	موضع نجومی
field of view	میدان دید
blink microscope	میکروسکوپ چشمکی
declination	میل
yoke	میلهء عرضی تلسکوپ

## ن

Focal ratio	نسبت کانونی
First point of Aries	نقطهء اول حمل
sub-solar point	نقطهء زیر خورشیدی
radiant shower	نقطهء تشعشع شهاب
instrumental profile	نمایهء ابزاری
nova	نواختر
microphotometer	نورسنج دقیق
photometry	نورسنجی
pulse counting photometry	نورسنجی شمارش ضربان
corrugation—fluctuation	نوسان
apparent midnight	نیمشب ظاهری
mean midnight	نیمشب متوسط



## و

Angström unit	واحد آنگستروم
flux unit	واحد شار
Astronomical Unit (AU)	واحد نجومی
configuration	وضعیت

## ه

director	هدایت کننده ( درآنتن )
heliostat	هلیوستات
trigonometry of sphere	هندسه کره

## ی

ionsphere	یون سپهر
-----------	----------