



**مبانی فیزیک ستارگان متغیر
و تپش‌های ستاره‌ای
و رصد و تحلیل آنها**
کتاب اول: نواها و ستارگان دوتایی

نویسندگان:
مهدی دانشیار
سمانه شمیاتی

تقدیم می‌کنم به استاد عزیزم
زنده یاد دکتر محمدتقی عدالتی شهرباف
استاد نجوم دانشگاه فردوسی مشهد

فهرست

تقریظ.....	۹
مقدمه.....	۱۰
ستارگان متغیر.....	۱۲
فصل اول: تعاریف مقدماتی در شناخت ستارگان متغیر.....	
تعاریف مقدماتی در شناخت ستارگان متغیر.....	۱۷
قدر ستارگان.....	۱۷
نمودار هرتزپرونگ راسل.....	۲۳
رده طیفی ستارگان چیست؟.....	۲۶
ستارگان متغیر ذاتی.....	۳۰
نمونه‌هایی از متغیرهای تپشی.....	۳۰
فصل دوم: ستارگان نوا یا نو اختران و ابرنواختران.....	
ستارگان نوا یا نو اختران و ابرنواختران.....	۳۵
روش نامگذاری نواها.....	۳۵
فیزیک نواختران.....	۳۶
ابرنواختران.....	۴۰
هندسه انبساط در ابرنواختران چگونه است؟.....	۴۳
فاصله ابرنواختران.....	۴۵
منشاء انرژی ابرنواختران.....	۴۵
منشأ ابرنواختران چیست.....	۴۷
فصل سوم: ستارگان دوتایی.....	
ستارگان دوتایی.....	۵۱
تاریخچه.....	۵۲
انواع ستارگان دوتایی.....	۵۶
الف) دوتایی‌های نوری (BINARY OPTICAL).....	۵۷
ب) دوتایی‌های بصری (VISUAL BINARY).....	۵۷
تبصره در توضیح مرکز جرم.....	۵۷

۶۴	اندازه گیری فاصله ستارگان.....
۶۶	انواع ستارگان دوتایی
۶۶	دوتایی اختر سنجی ASTROMETRIC BINARY
۶۶	دوتایی طیف سنجی SPECTROSCOPIC BINARY
۷۱	مشخصات مهم در بررسی ستارگان دوتایی:
۷۳	قدرت جذب نور یک تلسکوپ
۷۵	روشهای نورسنجی
۷۵	نورسنجی به کمک عکاسی
۷۷	روش ساخت دستگاه
۷۸	نورسنجی فوتوالکتریک

فصل چهارم: روش رصد متغیرها با چشم غیر مسلح یا با دوربینهای ساده.....۸۳

۸۵	روش رصد متغیرها با چشم غیر مسلح یا با دوربینهای ساده
۸۸	ژولین دیت (JD)
۸۹	محاسبه روز ژولینی (JD)
۹۱	محاسبه تاریخ تقویمی از روز ژولینی (JD)
۱۰۵	معرفی چند ستاره دوتایی
۱۰۸	عوا نمایشگاه ستاره دوتایی
۱۱۲	گامای سنبله: از بهترین ستارگان دوتایی بصری
۱۱۵	الفبای یونانی
۱۱۶	مشخصات ستاره های دوتایی ارا به ران
۱۱۷	گامای δ امراه المسلسله
۱۱۹	ساختار و تحول ستارگان دوتایی
۱۱۹	تکه تکه شدن ابرهای ملکولی
۱۲۰	به دام افتادن
۱۲۱	نظریه شکافت
۱۲۱	سطوح هم پتانسیل روچ
۱۲۷	تاثیر انتقال جرم بر تحول سیستم های دوتایی نزدیک

فصل پنجم: مشاهده و بررسی منحنی های نوری.....۱۳۱

۱۳۳	مشاهده و بررسی دوره تناوبی
-----	----------------------------------

۱۳۹.....	رسم منحني نوري.....
۱۴۰.....	سنتز منحني هاي نوري.....
۱۴۵.....	نحوه اجراي برنامه LC.....
۱۴۹.....	آناليز منحني نوري GO CYG.....
۱۴۹.....	حل نورسنجي دوتايي گزفتي GO CYG به روش ويلسون-دويني.....
۱۵۵.....	پارامترهاي محاسبه شده از حل نورسنجي GO CYG.....
۱۵۷.....	ضميمه
۱۵۹.....	انواع متغيرهاي دوتايي.....
۱۶۰.....	طبقه بندي متغيرهاي گزفتي.....
۱۶۱.....	اثر بازتاب.....
۱۶۱.....	بتا شلياق، متغيرهاي نوع (EB).....
۱۶۳.....	ني نوري دب اكبر نوع EW.....
۱۶۳.....	متغيرهاي عبوري فراخورشيدی (EP).....
۱۶۴.....	حد روچ.....
۱۶۴.....	احتمالا ستاره همراه.....
۱۶۵.....	متغيرهاي فوران كننده.....
۱۶۵.....	متغيرهاي تحول يافته (CVs).....
۱۶۶.....	متغيرهاي دوار.....
۱۶۷.....	نواخترها.....
۱۶۸.....	تصوير رنگي ستاره راس الغول در صورت فلكي برساوش.....
۱۶۹.....	تصوير رنگي ستاره سماك اعزل در صورت فلكي سنبله.....
۱۸۱.....	منابع.....

تقریظ

کتاب پیش روی شما یعنی «مبانی فیزیک ستارگان متغیر و دوتائی‌ها» نوشته مشترک آقای مهدی دانشیار و خانم سمانه شمیاتی، مطالعه گردید. این کتاب ضمن دارا بودن امکانات برای ره پویان علمی در زمینه آسمان و ستارگان دوتائی، خوشبختانه قسمتی هم به قوانین حرکتی سیارات پرداخته که می‌تواند مورد استفاده علاقه‌مندان به ستاره‌شناسی و آماتورها، به خصوص در زمینه دوتائی‌ها قرار بگیرد.

تا آنجا که اطلاع یافته‌ام آقای دانشیار خود در زمینه فیزیک در هندوستان (دانشگاه پونا) و همچنین دانشگاه خواجه نصیر در فیزیک در حد کارشناسی ارشد تحصیل کرده و هنوز هم در پی ادامه تحصیل می‌باشد. ضمناً یکی از اشتغالات ایشان در حال حاضر «مسئولیت آموزش ستاره‌شناسی دانشگاه علوم حدیث شهری» است. من هم مدت هاست که ایشان را در راه توسعه علم نجوم برای جوانان دیده و می‌شناسم. ایشان دارای انتشاراتی نیز هستند. از طرفی هم خانم سمانه شمیاتی که خود دانشجوی فیزیک بوده و با علاقمندی به کار در زمینه ستاره‌شناسی آماتوری می‌پردازد و توانسته در سال‌های اخیر عده‌ای از جوانان علاقه‌مند را برای امور ستاره‌شناسی راهنمایی و تشویق نماید.

در مجموع این دو ستاره شناس با کمک هم این مجموعه را بوجود آورده اند که می‌تواند برای ستاره‌شناسان بطور اعم و برای مطالعه کنندگان دوتائی، مفید و مناسب باشد.

امیدوارم این جوانان که با مسائل مربوط به ستاره‌شناسی جوانان آگاهی دارند و در رصدخانه ری بخشی از اوقات خود را می‌گذرانند، در آینده هم بتوانند منشأ تهیه کتب دیگر به عنوان حاصل مطالعات برای آماتورهای ستاره شناس باشند.

احمد دالکی

استاد دانشگاه و ستاره شناس آماتور

مقدمه

شب، طبیعت ناشناخته‌ای است که انسان را به ژرفای وجود خود می‌خواند. غوغایی در عین سکوت، افقی بیکران از عظمت را جلوی چشم انسان باز می‌کند، شب پنجره‌ای به ملکوت، رمز یگانگی انسان با کائنات، و جلوه‌ای عظیم از عظمت خالق هستی،

"و لا اقسام بمواقع النجوم و انه لقسم لو تعلمون عظیم"

قسم نمی‌خورم به جایگاه ستارگان که اگر انسان معرفت آن را داشته باشد قسمی بس عظیم است.

این نجوای عاشقانه انسان را به وجد آورد و جلوه‌های عظمت الهی، انسان پاک طینت را به خروش آورد که بگوید: بار پروردگار! این عظمت را بیهوده نیافریدی، و نیایشی عاشقانه و عارفانه را همگام با ستارگان زمزمه کند.

بحث در زمینه ستارگان و انواع و اقسام و ساختار و تحول آنها در قلمرو علم فیزیک و کاملتر بگوئیم اختر فیزیک قرار دارد، و حوزه‌های معرفتی فراوانی در عالم را در سیطره خود گرفته و انسان کنجکاو و اندیشمند را در سیر و سلوکی عارفانه علمی از جهتی که فطرتا به دانستن سوق دارد به خود می‌خواند، انسان می‌خواهد که بداند از آن جهت که انسان است، آرامش او در تکاپوی اندیشه است در جهت دانستن آنچه نمی‌داند خلاصه می‌شود.

و علم الانسان مالم يعلم

در این مجموعه که به دنبال سلسله کتابهای منتشره در بازه علم ستاره‌شناسی در مرکز نجوم آستان مقدس حضرت عبدالعظیم علیه السلام، با عنوان "ستاره شناس، برای کسی که به ستاره شناس دسترسی ندارد" باموضوع ستارگان متغیر و تپش‌های ستاره‌ای مد نظر قرار گرفته شده است از آن جهت که کاوش در این نوع از ستارگان در زمره موضوعات پر طرفدار در قلمرو ستاره‌شناسی محسوب شده و در دانشگاه‌های ایران زمین در حوزه

اختر فیزیک بیشترین پژوهش دانشجویان را به خود معطوف ساخته است. این کتاب را هنمایی است برای دانشجویان دوره کارشناسی ارشد و کارشناسی و همچنین محققینی که به صورت آماتوری این رشته از علم را دنبال می‌کنند. این کتاب با استعانت از منابع معتبر و رصدهای موثق تالیف شده و مجموعه‌ای منسجم و منظم و بی نظیر در این موضوع را بوجود آورده است. که امیدوارم مورد توجه اهل نظر قرار گیرد.

در پایان از زحمات جناب آقای مهدی دانشیار رئیس پژوهش مرکز نجوم و سرکار خانم سمانه شمیاتی دانشپژوه مرکز و سرکار خانم شهلا شجاع امینه که در تنظیم این مجموعه سعی وافر نموده و جناب آقای روح الله گلستانی و دکتر هوشنگ شیرازی که در طبع این کتاب مرکز نجوم آستان مقدس را همراهی کردند و همچنین از جناب دکتر احمد دالکی که تقریظی به این مجموعه افزودند کمال تشکر و قدر دانی را دارم.

من الله توفیق

محمد تقدیری

رئیس مرکز نجوم آستان مقدس

حضرت عبدالعظیم علیه السلام

ستارگان متغیر

به سخنی دقیق، تمام ستاره‌ها متغیرند زیرا انرژی تابشی و خصوصیات درونی آن‌ها، دست کم در مقیاس‌های زمانی بلند مدت تغییر می‌کند، لیکن آن چه که معمولاً از آن به عنوان یک ستاره متغیر یاد می‌شود، ستاره‌ای است که قدر مرئی آن در مدت زمانی برابر با چند دهه یا کمتر به طور قابل ملاحظه (حدود ۰/۱ قدر پایین تر) تغییر می‌یابد. بسیاری از ستاره‌های کهکشان ما متغیرند همان طور که گفته شد ستاره‌های متغیر از جمله اجرامی هستند که چه در ایران چه در جهان مطالعات وسیعی هم از لحاظ نظری و هم از لحاظ مشاهده‌ای در مورد آن‌ها صورت گرفته است، حجم وسیعی از رصدهای مبتنی بر نورسنجی از ستاره‌های متغیر توسط IAU (اتحادیه بین‌المللی اخترشناسی کمسیون ستاره‌های متغیر و سیستم‌های دو تایی نزدیک ضبط شده است.

(International Astronomical union; Commissions for Variable and close binary Systems)

داده‌های قدیمی گاهی اوقات برای بررسی دراز مدت ستاره‌های متغیر بسیار با اهمیت هستند.

چاپ چهارم کاتالوگ عمومی ستاره‌های متغیر (General catalogue of variable اطلاعات مربوط به ۳۰۰۰۰ ستاره متغیر را شامل می‌شود. خانم هنریناسوان لیویت (۱۸۶۸-۱۹۱۲) به تنهایی ۲۴۰۰ متغیر قیفاووسی را با دوره تناوب بین ۱ الی ۵۰ روز کشف کرد.



عکس شماره ۱

البته سابقه تحقیق در زمینه ستارگان متغیر به کارهای عبدالرحمن صوفی رازی، ستاره شناس رازی قرن سوم هجری باز می‌گردد.

به طور کلی این دانشمند قرن سوم هجری رصدهایی به شرح ذیل را انجام داده است: بررسی تعداد ۳۳۳ ستاره داخل و ۲۹ ستاره خارج از محدوده صورتهای فلکی شمالی.

بررسی تعداد ۲۸۸ ستاره داخلی و ۶۱۰ ستاره خارج از صورت فلکی منطقه البروج. ۲۹۷ ستاره داخل و ۱۹ ستاره خارج از صورت فلکی جنوبی نامدار ستارگان سهیل و آخرالنهر و مثلث جنوبی را رصد و محاسبه و مشخصات دقیق آنها را به درجه و دقیقه و ثانیه در مختصات دائرة البروجی تعیین نمود.

برای هر صورت فلکی جدولی ترسیم کرده و سپس در جدول هر صورت فلکی شماره ردیف ستارگان را به صورت حروف ابجد شروع کرده و در خانه دوم جدول نامهای کواکب و مشخصات محل آنها را شرح داده است.

مثلاً درباره صورت فلکی حوت چنین نوشته است که:

«صورت حوت جنوبی چنانک بر آسمان بینند» و سپس شکل صورت فلکی حوت را رسم کرده است و برای هر یک از ستارگان شماره‌های «الف، ب، ج، د، ه، و، ز گذاشته است در ابتدای سطر جدول نوشته شده: «جدول کواکب حوت جنوبی بزیادتیب» (۱۲ درجه) م ب «۴۲ دقیقه» (بر آنچه در مجسطی است).

در زیر توضیح فوق نامهای کواکب است و سپس بروج (طول)، درج (درجه) و دقایق است و ستون (جهت عرضی) و عرض ستارگان به درج (درجه) و دقایق و جمله و اقدار چنانک یافته است را نوشته که ارقام این، ستون از شاهکارهای محاسبه عبدالرحمن است.

جالبترین مطلب این است که عبدالرحمن قدر (magnitude) نورانیت ستارگان را محاسبه می‌کرده و در جدول مقابل هر ستاره توضیح می‌داده است.

عبدالرحمن با توجه به قدر و نورانیت ستارگان و یا تکیه بر استعداد و نبوغ و هوش خدادادیش حرکات خاصه ستارگان را محاسبه نموده است محاسباتی که این مرد در مورد تغییر رنگ بعضی از ستارگان مانند ستاره (الغول) انجام داد، بسیار جالب است و به همین دلیل کتاب او نظر محافل علم دنیا را به خود جلب کرد و این تحقیق را به نام Long (period variable Nebula) ستارگان با نورانیت متغیر دراز مدت در برابر ستارگان متغیر کوتاه مدت یا قیفاووسی» خواندند.

در ادامه شمارا در جریان بررسی و پژوهشهای ستارگان متغیر در دوران معاصر قرار خواهیم داد.

فصل اول:

تعاریف مقدماتی در شناخت ستارگان متغیر

تعاریف مقدماتی در شناخت ستارگان متغیر

قدر ستارگان

ستارشناسان قدیم نورافشانی ستارگان را به ۶ طبقه تقسیم کرده بودند، هیپارک دانشمند یونانی که در «رودس» در ۲۰۰ سال قبل از میلاد زندگی می‌کرد ۲۰ ستاره درخشان را قدر اول نامید و سپس ۵۰ ستاره کم نورتر را قدر دوم و ستارگان دیگر را به همین ترتیب تا قدر شش تقسیم کرد. که تا اواسط قرن نوزدهم میلادی این سیستم بندی ادامه داشت و سپس آن را منطبق با موازین علمی ارائه کردند و تقسیم بندی علمی قدر ستارگان از زمان قحخر از سال ۱۲۷۴ هجری شمسی انجام پذیرفت و بر اساس این تقسیم بندی که با دستگاه‌های نورسنج انجام گرفته مشاهده شد که ستاره قدر اول ۲.۵۱۲ برابر نورش از قدر دوم بیشتر است و ستاره قدر سوم ۲.۵۱۲ برابر قدرت نورافشانی اش از قدر دوم کمتر است و به همین ترتیب تا قدر ششم که با چشم غیر مسلح دیده می‌شوند.

بنابراین فرمول نور افشانی ستارگان برابر است با:

روشنایی ستاره قدر اول ۲.۵۱۲ برابر قدر دوم است در نتیجه قدر دوم ۲.۵۱۲ برابر کمتر از قدر اول می‌درخشد.

روشنایی قدر سوم $2.512 \times 2.512 = 6.31$ برابر کمتر از قدر اول است

روشنایی ستاره قدر چهارم $2.512 \times 2.512 \times 2.512 = 15.85$ برابر کمتر از قدر اول است.

روشنایی ستاره قدر پنجم $2.512 \times 2.512 \times 2.512 \times 2.512 = 39.81$ برابر کمتر از قدر اول است.

روشنایی ستاره قدر ششم $2.512 \times 2.512 \times 2.512 \times 2.512 \times 2.512 = 100$ برابر کمتر از قدر اول است.

قدر اول:

یعنی ستاره درخشان آسمان در حدود ۱۰۰ برابر از ستارگان بسیار ریزی که با نور کم می‌درخشند، بیشتر نور تولید می‌کند.

بعضی از ستارگان از قدر اول درخشان تر هستند بنابر این قدر آنها را صفر و یا قدر منفی به آنها می‌دهند مانند ستاره وگا دارای قدر صفر و ستاره شعرای یمانی که دارای قدر ظاهری ۱/۴۲- است.

پس قدر ظاهری اندازه لگاریتمی روشنایی یک ستاره یعنی روشن ترین ستارگان کمترین قدر را دارا هستند بطوریکه کم نورترین ستارگان که توسط چشم مسلح قابل رویت هستند از قدر ۶ می‌باشند اگر قدر یک ستاره را به m و روشنایی آن را با L نشان دهیم، خواهیم داشت:

$$m = \text{const} - 2.5 \log L \quad (1-1)$$

مقدار ثابت برای تعریف مقیاس قدر صفر به کار می‌رود. یعنی قدر ستاره وگا برابر صفر است. اگر دو ستاره دارای قدرهای روشنایی m_1 و m_2 باشند و روشنایی آنها به ترتیب L_1 و L_2 بوده باشد در این صورت خواهیم داشت:

$$\begin{aligned} m_1 &= -2.5 \log L_1 \\ m_2 &= -2.5 \log L_2 \\ \Rightarrow m_1 - m_2 &= -2.5 \log L_1 / L_2 \quad (6) \\ \Rightarrow \frac{L_1}{L_2} &= 2.512^{-(m_1 - m_2)} \end{aligned}$$

عبارت فوق را به نام معادله پاکسون می‌شناسند. علامت‌های منهای قبل از پرانتز نشان دهنده آن است که مقادیر قدر با کاهش روشنایی افزایش می‌یابد.

بنابراین معادله پاکسون را به یکی از سه شکل زیر می‌نویسیم:

$$\begin{aligned} \Rightarrow \frac{L_1}{L_2} &= 2.512^{-(m_1 - m_2)} = \log \left(\frac{L_1}{L_2} \right) = (m_1 - m_2) \log(2.512) \quad (2-1) \\ \Rightarrow \frac{L_1}{L_2} &= -0.4(m_1 - m_2) \end{aligned}$$

$$\Rightarrow \text{Log} \left(\frac{L_1}{L_2} \right) = -0.4(m_1 - m_2)$$

مثال: دو ستاره را که دارای اختلاف قدر ۵ است ثبت کرده‌ایم نسبت روشنایی آنها چقدر است؟

$$\Rightarrow \text{Log} \left(\frac{L_1}{L_2} \right) = -0.4 \times 5 = -2 \Rightarrow \frac{L_1}{L_2} = 100$$

مثال: وقتی که یک تلسکوپ را به ترتیب متوجه دو ستاره می‌کنیم انرژی دریافتی

تلسکوپ 5.3×10^{-14} وات و 3.9×10^{-14} وات می‌باشد. تفاوت قدر ظاهری این ستارگان چقدر است؟

$$m_1 - m_2 = -2.5 \text{Log} \left(\frac{5.3}{3.9} \right) = -2.5 \times \frac{1}{13} = -0.33$$

توجه کنید که در این مثال تفاوت قدر یعنی $(m_1 - m_2)$ عدد منفی است پس $L_1 > L_2$ بوده لذا $m_1 > m_2$ است.

بنابراین تعریف اگر نسبت روشنایی ظاهری دو ستاره برابر با ۱۰۰ باشد در این صورت اختلاف قدر آنها برابر با ۵ خواهد بود.

یعنی نور دریافتی از ستاره قدر اول حدود ۱۰۰ برابر بیشتر از نور دریافتی از ستاره قدر ۶ است اگر این اختلاف قدر را به ۵ قسمت مساوی تقسیم کنیم در این صورت اگر اختلاف قدر یک ستاره برابر با یک باشد نسبت روشنایی آنها برابر ۲/۵ (یعنی ریشه پنجم ۱۰۰) می‌باشد.

باید توجه داشت هر چه قدر ستاره‌ای کوچکتر باشد روشنایی آن بیشتر خواهد بود. جدول زیر نسبت روشنایی به اختلاف قدر ستارگان را نشان می‌دهد:

نسبت روشنایی	اختلاف قدر	نسبت روشنایی	اختلاف قدر
۱۰۰	۵	۱	۰
۱۰۰۰۰	۱۰	۶/۳۱	۲
۱۰۰۰۰۰۰۰	۲۰	۳۹/۸۰	۴

جدول شماره ۱

مبدأ مقیاس اندازه‌گیری قدر ظاهری معمولاً ستاره وگا در صورت فلکی چنگ رومی می‌باشد به عبارت دیگر قدر ظاهری ستاره وگا را مساوی صفر انتخاب می‌کنند. حال اگر ستارگانی از آن پرنورتر باشند. دارای قدر ظاهری منفی و آنهایی که کم نورترند دارای قدر ظاهری مثبت خواهند بود. در زیر قدر ظاهری چند ستاره را می‌بینیم:

ستاره	قدر ظاهری «دیدگانی»
خورشید	-۲۶/۷۴
ماه	-۱۲/۷۳
زهره	-۴/۳۲
سیروس	-۲/۴۵
وگا	۰
ستاره قطبی	۲/۳۰
حد دوربین عکاسی	۱۰
تلسکوپ ۱۵ سانتی متری	۱۳

جدول شماره ۲

جدول فوق نشان می‌دهد نوریکه از ماه به زمین می‌رسد برابر $\frac{1}{40000}$ نوریت که از خورشید به زمین می‌رسد.

$$\frac{L_1}{L_2} = 2.15^{-(-26.74 + 12.73)} = 2.15^{-14}$$

برای اندازه‌گیری قدر ظاهری ستاره کافیت تصویر ستاره مذکور را روی چشمی دوربین نجومی و در کنار یک ستاره مصنوعی مانند لامپ که تصویری کوچک مانند یک نقطه می‌دهد قرار دهیم آنگاه بوسیله دستگاهی نور ستاره مصنوعی را آن قدر کاهش می‌دهیم تا شدت آن دویکی گردد. بوسیله دستگاه نامبرده مقدار کاهش شدت نور ستاره مصنوعی و از آنجا شدت روشنایی فعلی ستاره مصنوعی و از آنجا شدت روشنایی فعلی ستاره مصنوعی بدست می‌آید.

که همان شدت روشنایی خطی ستاره مصنوعی بدست می‌آید که همان شدت روشنایی ستاره حقیقی می‌باشد. سپس قدر ظاهری ستاره را بدست می‌آوریم. قدر ظاهری بدست آمده را قدر دیدگانی ظاهری می‌نامند. ($\text{Apparent visual maghitude} = m_v$)

حال اگر به جای چشم یک صفحه عکاسی قرار دهیم در این صورت قدر ظاهری بدست آمده قدر فتوگرافی ظاهری ($\text{Apparent phographic magnitude} = m_{ph}$) نامیده می‌شود. باید توجه داشت که برای یک ستاره m_v, m_{ph} با هم فرق دارند، و تفاضل آن دو را اندیس رنگ (color Index) نامیده و یا cI نشان می‌دهند و یا عبارت دیگر

$$C_I = m_{ph} - m_v \quad (3-1)$$

روشنایی مطلق: چنانچه در بالا دیدیم روشنایی ظاهری ستارگان هیچ گونه اطلاعاتی از ستارگان به ما نمی‌دهد. زیرا اگر ستاره‌ای با قدر ظاهری ۶ را به فاصله واحد نجومی از زمین قرار دهیم در این صورت ممکن است ستاره مزبور خیلی پر نورتر از خورشید گردد. لذا برای اینکه قدر ستارگان اطلاعاتی از روشنایی حقیقی آنها به ما بدهد بایستی آن‌ها را به فاصله مساوی از زمین در نظر گرفت. طبق تعمیم اتحادیه بین‌المللی ستاره شناسی ($I, A, V.$) این فاصله را برابر ۱۰ پارسک (parsec) انتخاب می‌کنند.

در این صورت روشنایی بدست آمده ستاره را روشنایی مطلق و قدر مربوط به آن را قدر مطلق ستاره (Absolute magnitude at stars) می‌نامند. بنابر این قدر مطلق یک ستاره همان قدر ظاهری آن است در صورتی که ستاره به فاصله ۱۰ پارسک از زمین قرار می‌داشت.

پارسک: فاصله‌ای از زمین را گویند که فاصله بین زمین و خورشید به اندازه یک ثانیه قوسی دیده شود که حدود ۳/۲۶ سال نوری از زمین می‌باشد.

مدول فاصله:

اگر L_D نور مشاهده شده ستاره‌ای در فاصله حقیقی اش باشد و $L_{(10)}$ مقدار نور دریافتی از آن ستاره در فاصله $10 p_c$ را نشان دهد با توجه به تعریف قدر داریم:

$$m - M = 2.5 \log \frac{L(10)}{L(D)} \quad \text{یا} \quad -2.5 \log \frac{L(10)}{L(D)} \quad (4-1)$$

m روشنایی ظاهری، M روشنایی مطلق می‌باشد.

از طرفی با استفاده از قانون عکس مجذور فاصله می‌توان نوشت:

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

کمیت $5 \log \frac{D}{10}$ را مدول فاصله می‌نامند. مدول فاصله یک ستاره مقیاسی از فاصله ستاره بوده و می‌توانیم از روی مدول فاصله، فاصله ستاره را بر حسب پارسک بدست آوریم. قدر مطلق یک ستاره را می‌توان با کسب اطلاعات از طیف ستاره و سایر مشخصات مشاهده شده در ستاره نیز بدست آورد. از آنجا که قدر ظاهری را می‌توان از رصد ستاره تعیین کرد بنابراین دانستن قدر مطلق معادل بدست آوردن فاصله ستاره است. طبق توافق ستاره شناسان ($IA.V.$) این فاصله در ۱۰ پارسکی خورشید قرار دارد هر پارسک ۳/۲۶ سال نوری است جایی است که اگر در آنجا قرار گیریم فاصله بین زمین و خورشید را یک ثانیه قوسی اندازه گیری می‌کنیم.

اگر $l(D)$ نور مشاهده شده ستاره‌ای در فاصله حقیقی اش باشد و $l(10)$ مقدار نور دریافتی از آن ستاره در فاصله $10 pc$ را نشان دهد با توجه به تعرف قدر داریم:

$$m - M = 2.5 \log \left(\frac{L(10)}{L(D)} \right) \quad (5-1)$$

که در آن m قدر ظاهری و M قدر مطلق را نشان می‌دهد. از طرفی داریم:

$$\frac{L(10)}{L(D)} = \left(\frac{D}{10}\right)^2 \quad (6-1)$$

با جایگذاری این معادله در معادله فوق داریم:

$$m - M = 5 \log \left(\frac{D}{10} \right) \quad (7-1)$$

که به $5 \log \left(\frac{D}{10} \right)$ مدول فاصله می‌گویند که با دانستن قدر ظاهری و قدر مطلق یک ستاره می‌توان فاصله آن ستاره را تا خورشید بر حسب پارسک بدست آورد و اگر فاصله را هم داشته باشیم می‌توان قدر مطلق را بدست آورد، قدر مطلق یک ستاره را به روش‌های

دیگر هم می‌توان محاسبه کرد پس شناختن قدر مطلق یک ستاره می‌تواند معمای فاصله ستاره تا ما را حل کند.

نمودار هرتزپرونک راسل

ستارگان نیز چون آدمیان زاده می‌شوند، نوباوگی و بلوغ را طی می‌کنند، پیر می‌شوند و سرانجام می‌میرند. آیا می‌توان سرگذشت قابل اعتمادی از زندگی یک ستاره را رقم زد؟ پاسخ به سوال فوق را می‌توان از نموداری که به نمودار هرتزپرونک-راسل موسوم است بدست آورد، این نمودار را اوایل قرن بیستم توسط اینا هرتزپرونک (۱۲۵۲-۱۳۴۶) منجم دانمارکی و هنری ن-راسل (۱۲۵۶-۱۳۳۶) منجم آمریکایی ترسیم شد. ذیلاً این نمودار که به نمودار HR معروف است مطالعه خواهیم کرد و رابطه آن را با تاریخ زندگی ستارگان خواهیم دید.

چنانچه خواص ستارگان با استفاده از تصاویر خورشیدی مربوطه که جهت آسانی مورد استفاده قرار می‌گیرند، مورد مقایسه قرار دهیم، خواهیم داشت (علامت $\odot$ برای خورشید و علامت * برای ستاره در نظر گرفته شده است:

$$M_{\odot} = 1.99 \times 10^{30} \text{ Kg}$$

$$L_{\odot} = 3.90 \times 10^{26} \text{ W}$$

$$r_{\odot} = 6.9 \times 10^8 \text{ cm}$$

$$T_{\text{eff}\odot} = 5780 \text{ K}$$

بر این اساس، می‌توان حدود تغییرات کمیت‌های فوق را برای ستارگان دیگر بر حسب کلیات خورشیدی بطور تقریب بیان کرد.

$$10^{-1} M_{\odot} < M_* < 50 M_{\odot}$$

$$10^{-1} L_{\odot} < L_* < 10^6 L_{\odot}$$

$$10^{-1} r_{\odot} < r_* < 10^3 r_{\odot}$$

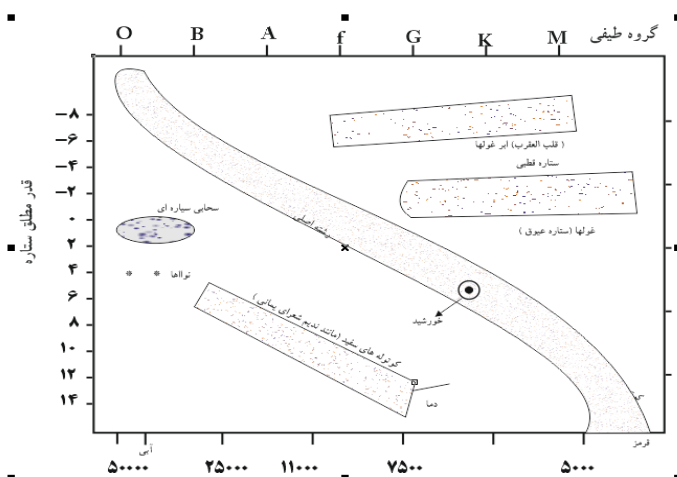
$$10^5 < Teff_* < 10^3 K$$

تابش فوق العاده زیاد ابرنواختران که بحث آن خواهد آمد، از حدود بالا حذف گردیده است. این کمیات می‌توانند در ناحیه بسار وسیعی تغییر کنند. اما دامنه تغییر تابش در میان آنها بیشتر از کمیات دیگر است.

قابل توجه است ارقام ذکر شده مربوط به ستارگانی هستند که مشاهده شده‌اند ممکن است ستارگانی با جرم، شعاع و روشنایی کمتر از موارد فوق الذکر را دارا باشند.

با وجود اینکه نامسای‌های ذکر شده بیان گردیده است از تغییرات خواص ستاره‌ای هستند اما بدست آوردن اطلاعات ارزنده تر منوط به در نظر گرفتن ارتباط هر یک از این خواص با یکدیگر است. چنین ارتباطی در نمودار H-R نشان داده می‌شد.

ممکن است دو ستاره یک گروه طیفی در بقیه ویژگیها با هم فرق داشته باشند. چون دسته بندی طیفی همان دسته بندی برحسب درجه حرارت سطحی هم هست و درجه حرارت سطحی ستاره به هر پارامتر دیگر آن یعنی قدر مطلق و شعاع ستاره بستگی دارد، لذا ممکن است هر ستاره با درجه حرارت سطحی برابر «و یا متعلق به یک گروه طیفی» $(L = 4\pi R_x^2 T^4)$ دارای روشنایی مطلق متفاوت باشند یعنی یکی از آنها بزرگتر از دیگری باشد.



دیاگرام H-R (شکل شماره ۱)

دلیل فیزیک آن اینست که درجه حرارت سطحی معرف مقدار انرژی منتشره از هر سانتیمتر مربع ستاره می‌باشد و قدر کل با ضرب کردن سطح کل ستاره بر حسب سانتیمتر مربع در انرژی منتشره از هر سانتیمتر مربع بدست می‌آید. وجود چنین رابطه‌ی بین قدر مطلق و شعاع و درجه حرارت سطحی ستاره موجب می‌گردد که ستارگان در یک گونه طیفی دارای قدرهای تفاوت می‌باشند، در نمودار فوق هم همین مساله را می‌توانید ببینید مثلاً ستاره‌ای با دمای ۵۰۰۰۰ درجه کلوین در گروه طیفی ۵ را می‌خواهیم بررسی کنید مشاهده می‌شود که تمام قدرها از $+14$ تا -8 در این حوزه می‌توانند باشند چرا که شعاع‌های ستارگان تاثیر مستقیم بر میزان قدر مطلق ستارگان ایفا می‌کند. و از حوزه ستارگان با قدر کم که کوتوله هم هستند تا حوزه ستارگان پرنور که غول هستند را نیز شامل می‌شود.

همان طور که دیده می‌شود در این نمودارها هر ستاره با دو مشخصه تعیین می‌شود یکی بر حسب قدر ستاره و دیگری بر حسب گروه طیفی (یا دما) ستاره، با مشاهده توزیع ستارگان در این فضا مشخص است که نحوه توزیع ستارگان در این نمودار یکسان نیست، اکثر ستارگان در ناحیه‌ای قرار می‌گیرند که رابطه خطی بین دما و قدر را نشان می‌دهد همان طور که دیده می‌شود هر چقدر که دما کم می‌شود، قدر هم تنزل پیدا می‌کند و اگر قدر را متناسب با شعاع بدانیم به عبارت دیگر می‌توان گفت هر قدر ستاره از نظر شعاعی کوچکتر می‌شود، به همان نسبت هم قدرش کاهش می‌یابد حدود ۹۹٪ از ستارگان روی همین رشته هستند که به این رشته، رشته اصلی اطلاق می‌شود ولی مشاهده می‌شود که تعدادی از ستارگان که از نظر دما داغ و از نظر شعاعی کوچک و قدر کمی هم دارند که به این رشته از ستارگان کوتوله‌های ستاره‌ای و عده‌ای از ستارگان با تابندگی زیاد ولی دمایی کم و شعاعی بزرگ وجود دارند که به این عده از ستارگان غول اطلاق می‌شود، در نمودار از طیف ستارگان صحبت شده است، طیف ستارگان را به هفت نوع طیفی تقسیم بندی می‌کنند، بر حسب کاهش دمای ستاره تقسیم می‌کنند که به نام دسته

بندی هاروارد موسوم است، که تکمیل همانست که در ابتدای قرن بیستم در هاروارد پایه گذاری شد دسته بندی هاروارد بوسیله حروف الفبا و ترتیب زیر نشان داده می‌شود:

R-N
O-B-A-f-G-K-M
S

و P,Q,W می‌باشد، گروه‌های O تا M که اولین بار پیدا شده اند به گروه‌های اصلی موسوم هستند و یک رشته پیوسته را تشکیل می‌دهند بدین ترتیب وقتی از O به M می‌رویم تغییر تدریجی شدت خطوط جذبی مشاهده می‌شد.

گروه‌های S,N,R,W,Q,P را گروه‌های فرعی می‌گویند چون این گروه‌ها نمی‌توانند در رشته اصلی قرار گیرند لذا در خارج از گروه اصلی بررسی می‌شوند، ضمناً برای پیدا کردن تغییرات دقیقتر گروه‌ها هر گروه طیفی فوق را به ۱۰ گروه کوچکتر مانند $A_1, A_2, \dots, A_9$ تقسیم می‌کنند پس مثلاً A_0 بین دو گروه اصلی A و f قرار می‌گیرد، خورشید جزو گروه طیفی G_2 می‌باشد.

رده طیفی ستارگان چیست؟

طیف ستارگان را به هفت نوع طیف بر حسب کاهش دمای ستاره تقسیم می‌کنند که به نام دسته بندی هاروارد موسوم است که تکمیل شده همانست که در ابتدای قرن در هاروارد پایه گذاری شده است.

دسته بندی هاروارد بوسیله حروف الفبا و بترتیب نمایش داده می‌شد:

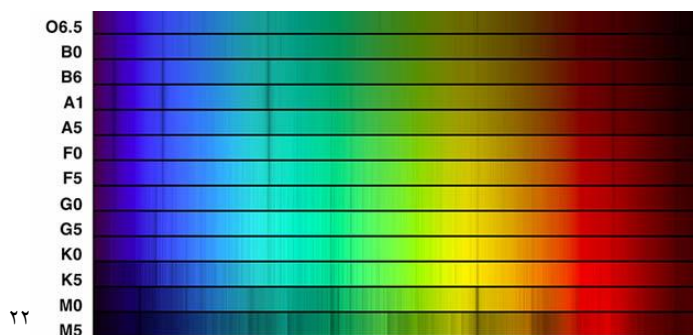
R-N
O-B-A-f-G-K-M P,Q,W
S

(ناگفته نماند که انتخاب حروف فوق برای دسته بندی کاملاً دلخواه بوده است)

گروه‌هایی از O تا M که اولین بار پیدا شده اند به گروه‌های اصلی معروفند و یک رشته پیوسته را تشکیل می‌دهند بدین ترتیب وقتی از O به طرف M می‌رویم تغییر

تدریجی شدت خطوط جذبی مشاهده می‌شود. گروه‌های S,N,R,W,Q,P را گروه‌های فرعی می‌نامند. چون این گروه‌ها نمی‌توانند در روی رشته اصلی قرار گیرند لذا آنها را در خارج از رشته پیوسته فوق می‌نویسند. حدود ۹۹ درصد ستارگان جزء گروه‌های B-A-f-G-K-M می‌باشند. ستارگان گروه‌های دیگر خیلی کم هستند. ضمناً برای پیدا کردن تغییرات دقیق تر گروه‌ها، هر گروه طیفی فوق را به ۱۰ گروه کوچکتر مانند $A_1, A_2, \dots, A_9$ تقسیم می‌کنند، و A_0 بین دو گروه اصلی A و f قرار می‌گیرند، خورشید جزء گروه G_2 می‌باشد.

مبانی ستارگان ویژه هر یک از گروه‌های طیفی فوق می‌پردازیم:



عکس شماره ۲

گروه O: طیف آنها دارای خطوط جذبی اتمهای چند دفعه یونیزه He_{II} , SiN , N_{III} و غیره می‌باشند، خطوط هیدروژن نیز ضعیف هستند خطوط نشری ضعیف He_{II} , N_{III} هم دیده می‌شوند.

گروه B_0 : خطوط طیفی He_{II} نمایند، خطوط He_I قوی هستند، ماکزیمم شدت و خطوط Si_{III} , O_{II} دیده می‌شود خطوط H قوی است.

گروه B : به خطوط He_I قوی هستند، خطوط H قوی ترند، خطوط Si_{II} , mg_{II} نیز ظاهر می‌شوند.

گروه A_0 : خطوط H در ماکزیمم شدت هستند و خطوط He_I غایب هستند خطوط Mg_{II}, Si_{II} قوی هستند، خطوط آهن $Fe_{II}, Ga_{II}, Ti_{II}$ ضعیف هستند.

گروه A_1 : خطوط H هنوز قوی هستند، خطوط $Mg_{II}, Si_{II}, Fe_{II}, Ti_{II}$ نزدیک به ماکزیمم شدت می‌باشند، خطوط Ca_I قوی ترند، خطوط Ge_I و سایر خطوط فلزات خنثی خیلی ضعیف هستند.

گروه f_0 : خطوط H ضعیف‌ترند- خطوط Ca_I قوی هستند شدت خطوط Fe_{II} زیاد است.

گروه f_1 : خطوط H خیلی قوی هستند، خطوط Ca_{II} و سایر عناصر خنثی و خطوط Fe_I عناصر یک دفعه یونیزه برتری دارند.

گروه G_0 : خطوط Ca_{II} در ماکزیمم شدت می‌باشند، خطوط Fe_I و سایر عناصر نیز وجود دارند خطوط CH نیز در آن دیده می‌شود.

گروه G_1 : خطوط Ca_{II} همچنان قوی هستند در ضمن خطوط CN هم در آنها به وفور پیدا می‌شود.

گروه K_0 : خطوط H در آن ضعیف بوده تمام خطوط اتمهای خنثی بسیار قوی می‌باشند. باندهای ملکولی قوی نیز وجود دارد.

گروه M_0 : خطوط اتمهای خنثی قوی هستند خطوط Ti_0 هم در آن دیده می‌شود.

گروه‌های R, N: باندهای ملکولی C_2, CH, CN قوی هستند باند Ti_0 غایب طیف آنها نظیر گروه طیفی k یا m بوده ستارگان کربنی نیز نامیده می‌شوند.

گروه S: (گروه ستارگان فلزات سنگین): باندهای ملکولی $La., Y., Zr.$ که در گروه‌های دیگر نیستند در اینها قوی هستند.

گروه طیفی P: سحابی سیاره‌ای: Planetary Nebula ستاره خیلی گرم که توسط گاز یونیزه احاطه شده است طیف آنها فقط خطوط نشری دارد،

گروه Q: ستارگان نوا یا ابرنواختران می‌باشند، که ناگهان منفجر شده و مقدار زیادی از موادشان به خارج پرتاب شده، خطوط جذبی و نشری فراوانی دارند.

گروه W: ستارگان ولف-رایب در طیف آنها خطوط بسیار پهن نشری عناصر کربن، ازت، و هلیوم دیده می‌شود.

Spectral Type	Color	Temperature (K)*	Spectral Features
O		28,000-50,000	Ionized helium, especially helium
B		10,000-28,000	Helium, some hydrogen
A		7,500-10,000	Strong hydrogen, some ionized metals**
F		6,000-7,500	Hydrogen and ionized metals such as calcium and iron
G		5,000-6,000	Both metals and ionized metals, especially ionized calcium
K		3,500-5,000	Metals
M		2,500-3,500	Strong titanium oxide and some calcium

* To convert approximately to Fahrenheit, multiply by 9/5.
 ** Astronomers regard elements heavier than helium as metals.

عکس شماره ۳

رده ستارگان متغیر:

منشاء تغییرات نور، رده سیستم ستارگان متغیر را تعریف می‌کند:

دو نوع ستاره متغیر وجود دارد، ستارگان متغیر ذاتی و ستارگان متغیر غیر ذاتی

در ستارگان متغیر ذاتی «intrinsic» تغییر نور به تغییرات فیزیکی در داخل ستاره یا سیستم ستاره بستگی دارد و در ستارگان متغیر غیر ذاتی extinsic تغییر نور به گرفت یک توسط دیگری یا اثرات چرخش ستاره بستگی دارد.

در مجموع چهار رده اصلی ستارگان متغیر وجود دارند دو رده متعلق به ستارگان متغیر ذاتی است که به تپشی pulsating و فورانی eruptive موسومند و دیگری به ستارگان متغیر غیر ذاتی موسومند که به ستارگان دوتایی گرفتی و چرخشی تقسیم می‌شوند.

ستارگان متغیر ذاتی

متغیرهای تپشی: ستارگانی هستند که انبساط تناوبی و لایه‌های سطحی شان را نشان می‌دهند. تپش‌ها ممکن است شعاعی یا غیر شعاعی باشند.

در تپش‌های شعاعی شکل کروی حفظ می‌شود و در مورد غیر شعاعی به طور متناوب از شکل کروی منحرف می‌شود.

متغیرهای تپشی بر اساس دوره تناوب تپشی و شکل تحولی ستاره و مشخصات تابندگی از یکدیگر جدا می‌شوند.

نمونه‌هایی از متغیرهای تپشی

۱- ستارگان قیفاووسی cepheids

دوره تناوب این ستارگان از یک تا هفتاد روز و دامنه تغییرات قدر آنها از ۱ تا ۲ قدر می‌باشد. این نوع ستارگان پرجرم و دارای تابندگی زیاد و نوع طیفی f در ماکزیمم تابشی خود را دارند. ستاره‌های متغیر قیفاووسی برحسب دامنه تغییرات و دوره تناوبشان به دو زیرگونه تقسیم شده‌اند:

ستاره‌های متغیر کلاسیک (اتا دجاجه) و رده W سنبله‌ای (W VIRGINIS) که دارای تفاوت‌های ناچیزی با رده قبلی هستند.

دسته اول ستارگان جوانی هستند که در مرحله ناپایداری نمودار هرتسبرنگ-راسل به سر می‌برند. این نوع متغیرها در بخش مسطح کهکشان یافت می‌شوند و متعلق به خوشه‌های باز می‌باشند. بین شکل منحنی نوری آنها و مقدار دوره تناوبشان رابطه معینی وجود دارد.

دسته دوم هم جزء ستارگان پیر کهکشان ما هستند و به همین دلیل در خوشه‌های کروی و در عرض‌های کهکشانی بالا یافت می‌شوند. ستاره قطبی نیز از این رده متغیرها می‌باشد.

۲- ستارگان شلیاکی RR:

دوره تناوب ۲ تا ۱ روز دارند دامنه تغییرات قدر آنها از ۳ تا ۲ قدر می‌باشد، تپشی با دوره تناوب کوتاه بوده و ستارگانی غول و در رده طیفی A و جرم کمتر ۱ قفاووسی‌ها می‌باشند.

۳- ستارگان گاو RV:

دوره تناوب ۳۰ تا ۱۰۰ روز دارند و دامنه تغییرات آنها تا قدر ۳ می‌باشد. این ستارگان ابرغولهایی زردرنگ هستند با کمینه‌ای تیز دوره تناوب در آنها فاصله زمانی بین دو کمینه عمیق می‌باشد. این ستارگان تغییرات چرخه‌ای طولانی مدت را از صدها تا هزاران روز نشان می‌دهند و رده طیفی آنها از G تا k است.

۴- ستارگان متغیر با دوره تناوب طولانی (LPVs):

این نوع متغیرها دوره تناوبی بین ۸۰ تا ۱۰۰ روز دارند دامنه تغییرات قدر بین ۲/۵ تا ۵ بوده و غول‌های قرمز می‌باشند گستره طیفی بین M تا S را دارا می‌باشند و به ستارگان میرا معروفند.

۵- ستارگان نیمه منظم (semi regulus):

دوره تناوب بین ۳۰ تا ۱۰۰ روز، دامنه تغییراتی تا ۲ قدر را دارند این ستارگان غولها و ابرغولهایی هستند که تغییرات نوری نامنظمی دارند.

۶- ستاره Z صورت فلکی زرافه (شتر گاو پلنگ) Z cameLOPardali:

این سیستمها تغییرات چرخشی را نشان می‌دهند.

این گونه ستارگان روشنایشان حول و حوش یک روشنایی ثابتی در حال نوسان و افت و خیز است که این روشنایی ثابت (standstill) می‌گویند و در این گونه ستارگان ممکن است روشنایی ستاره در یک سوم مسیر بین بیشینه تا کمینه نوسان نماید.

۷- Suursue MaJoris:

این نوع سیستم‌ها دارای دو نوع انفجار مجزا هستند.

۱- ضعیف و تکراری

که دوره آن از یک تا دو روز می‌باشد.

۲- ابرانفجار روشن و غیرتکراری و دورهن آن از ۱۰ تا ۲۰ روز است.

۸- ستاره‌های همزیست (Symbiotic stars):

این گونه سیستم‌ها دوره تناوبی نیمه پریودی دارند و دامنه تغییرات آنها تا ۳ قدر هم می‌باشد این سیستم‌های دوتایی نزدیک شامل یک ستاره غول قرمز و یک ستاره آبی داغ می‌باشند.

۹- R اکلیل شمالی (R corone Borealis):

دوره تناوب نامنظم دارند تغییرات قدر آنها تا ۹ هم می‌رسد، این ستارگان نایاب دارای کمبود هیدروژن و وفور کربن هستند، این متغیرها بدین صورت نوسان می‌کنند که نور بیشینه دارند به ناگهان نورشان ضعیف می‌شود و به قدر ۹ می‌رسند، سپس به آهستگی به روشنایی ماکزیمم می‌رسند که این فرآیند بعد از چند ماه تا یکسال طول می‌کشد، نمونه‌های طیفی f تا k و R را دارا می‌باشند.

فصل دوم: ستارگان نوا یا نو اختران و ابرنواختران

از بین ستارگان متغیر در این کتاب به بررسی فیزیک دو نوع از آنها می‌پردازیم، ستارگان نوا یا نواختران وابر نو اختران و ستارگان دوتایی

ستارگان نوا یا نو اختران وابر نواختران علت نام گذاری به نوا «نو»:

ستارگان نوا یا نواختران کلاسیک ستاره‌ای متغیری است با این مشخصه که روشنائی اش ناگهان زیاد می‌شود، و به دنبال آن به آرامی کم می‌شود تا خاموش شود، نواختر یکی از انواع متغیرهای فاجعه‌ای است، این نام بدان لحاظ به این ستارگان اطلاق می‌شود که انفجار لایه‌های بیرونی اصل و کیان ستاره اصل و کیان ستاره اصلی را دست خوش تغییر قرار نداده و اساس ستاره باقی می‌ماند، و فرآیند ممکن است پس از گذشت زمان مناسبی تکرار شود. چند نوع دیگر از متغیرهای فاجعه‌ای عبارتند از: نواخترهای کوتوله ای^۱، نواخترهای بازآیند^۲ و نواخترهای هم زیست^۳.

بعضی از نواخترهای کوتوله میدان‌های مغناطیسی قوی دارند که آنها را نواختران قطبی هم می‌گویند، شدت فورانهای نواخترها با یکدیگر فرق می‌کند، نواختران کوتوله ضعیف‌ترین‌ها و نواختران کلاسیک قوی‌ترین‌ها هستند.

روش نامگذاری نواها

روش اول: نام صورت فلکی + یک حرف بزرگ یا دو حرف بزرگ

HR DeLphimi

Dwarf nova ۱

Recurrent nova ۲

Coexistence nova ۳

البته توجه داشته باشیم که در هر صورت فلکی معمولاً ۳۳۴ ستاره را می‌شمارند و اگر بیش از این باشد از حرف V استفاده می‌کنند:

V, o۳ Aquilae

روش دوم: سال کشف + صورت فلکی + Nova

Nova serpentis ۱۹۷۰

تعداد فوران یا انفجار نوا در کهکشان.

معیار درستی در دسترس نیست، زیرا:

۱- انفجارهایی که در مرکز کهکشان صورت می‌گیرد به خاطر روشنایی زیاد قابل دیدن نیستند.

۲- فورانهایی که در فاصله دور (دورتر از 10^3 پارسک) هستند امکان دیدن آنها وجود ندارند.

در هر صورت حدس زده می‌شود که در کهکشان ما حدود ۱۰۰ نواختر در سال رخ می‌دهد.

فیزیک نواختران

ستارگان نواخترها در اثر رها شدن ناگهانی انرژی زیاد در داخل ستاره به وجود می‌آیند. مقدار کل این انرژی رها شده در حدود 10^{44} ارگ است. این انرژی برابر کل انرژی رها شده از خورشید در ۱۰۰۰۰ سال می‌باشد و انرژی رها شده توسط خورشید 3.10^{33} ارگ در هر ثانیه است.

انرژی رها شده در اثر فعل و انفعال هسته‌ای با سرعت زیاد صورت می‌گیرد و قسمت خارجی ستاره را به بیرون پرتاب می‌کند، مواد پرتاب شده پس از چند ماه یا چند سال پس از فوران به صورت پوششی ستاره را احاطه می‌کنند.

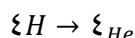
همان طور که گفته شد در خود ستارگان نواختر قبل و بعد از فوران چون تغییرات مهمی مشاهده نمی‌شود می‌توان نتیجه گرفت که رها شدن انرژی در سطح خارجی ستاره صورت می‌پذیرد.

این پوشش یک سری خطوط طیفی جذبی و نشری را تشکیل می‌دهد.

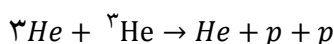
نظریه‌های موجود در مورد نواها:

نظریه شاتزمن schatzman

در این نظریه در اثر فعل و انفعالات هسته‌ای و واکنش‌های پروتون - پروتون



مقداری ایزوتوپ ${}^3\text{He}$ حاصل می‌شود با توجه به شرایط درونی نواختران قبل از فوران، اگر مقدار ${}^3\text{He}$ از حد معینی تجاوز کند، انفجاری رخ می‌دهد که ${}^3\text{He}$ به ${}^4\text{He}$ تبدیل می‌شود



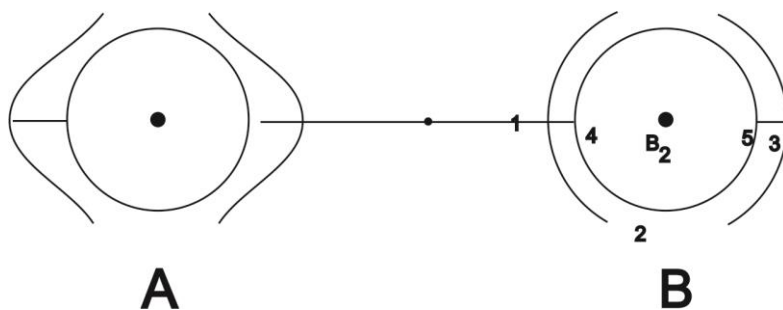
دلیل انفجار: حساسیت ${}^3\text{He}$ به حرارت است. انفجار بعدی هنگامی رخ می‌دهد که دوباره ${}^3\text{He}$ به آن حد معین برسد.

نظریه krast:

نواختر حاصل از منظومه‌ای دو ستاره‌ای است که دو ستاره اش که به دلیل گرانش متقابل دور هم می‌چرخند، بسیار بهم نزدیکند، دوره گردش این دو تایی‌ها از یک و نیم ساعت تا چند ساعت می‌باشد. با به کار بردن قانون کپلر معلوم می‌شد که دو ستاره خیلی به هم نزدیک هستند.

در منظومه مثل GQMUS «ذبابه یا مگس جنوبی» یکی از دو ستاره از لحاظ اندازه و ساختار ستاره‌ای همانند خورشید ولی ستاره دیگر بسیار متفاوت است این ستاره متفاوت کوتوله سفید نام دارد که با جرمی در حدود جرم خورشید و شعاعی در حدود ۵۰۰۰ کیلومتر است، تراکم این گاز در حجم بسیار کوچکی عامل می‌شود که چگالی سیستم

بسیار بالا رود به گونه‌ای که یک قوطی کبریت از جرم یک کوتوله سفید ممکن است چگالی برابر چند تن داشته باشد، کوتوله‌های سفید مرحله پایانی یا مرده ستارگانی مثل خورشیدند، و یافتن این کوتوله در یک منظومه حاکی از پر بودن سیستم است و چون در پایان چرخه سوخت هسته‌ای قرار دارد لذا تنها خاکستری از فرآیند انرژی را به صورت کربن و اکسیژن و نئون و منیزیم برای آن باقی مانده است پس لاجرم این کوتوله سفید نمی‌تواند از گداخت هسته‌ای انرژی بگیرد بلکه فقط فسیلی از گرماهای گذشته را تابش می‌کند، اما این کوتوله سفید در یک منظومه دو تایی که منجر به نواختر می‌شود به گونه‌ای دیگر عمل می‌کند، در این منظومه دوتایی، این دو ستاره به گرد مرکز جرمشان در حال گردش هستند و تحت تاثیر گرانشی هم قرار دارند، اولین نکته‌ای که در این میان به نظر می‌رسد تاثیرات گرانشی دو ستاره روی هم می‌باشد این اثرات گرانشی به صورت کشند گونه یا جزر و مد گونه روی هم تاثیر می‌گذارند و عملاً منجر بدین مساله می‌شوند که در شکل ظاهری ستارگان تغییری ایجاد شود و دو ستاره **در دو** سو برآمد شوند که به دلیل تاثیرات گرانشی دو سیستم نسبت بهم می‌باشد.



شکل شماره ۲

تاثیرات گرانشی ستاره A به B، ستاره A، ستاره B، را به سوی خود می‌کشد در اثر کشش f_A روی B_1 روی B_2 و روی B_3 اثر می‌گذارد و چون طبق قانون کلی گرانش $f = G \frac{m_1 m_2}{r^2}$ هر چقدر که از ستاره A فاصله می‌گیریم، جاذبه کمتر می‌شود پس لاجرم، جاذبه A روی ناحیه B_1 بیشتر از تاثیر نیروی ستاره A روی B_4 و همین طور بر روی ناحیه مرکزی

کمتر از ناحیه B_4 روی ناحیه B_5 کمتر از ناحیه مرکزی و در نهایت در ناحیه B_3 کمتر از ناحیه B_3 است، در سمت رو به ستاره A خود به دلیل بیشتر بودن f_{AB_1} نسبت به f_{AB_4} ، مقداری از ماده ستاره B به سوی A کشیده می‌شود و در نقطه مقابل نیز چون f_{AB_5} نسبت به f_{AB_3} بیشتر است لذا در اثر کشش ناحیه B_5 به سوی ستاره A، مواد B_3 از B_5 جای می‌ماند، پس آن سو هم برآمده می‌شود، همین فرآیند عیناً از تاثیر گرانشی ستاره B روی A به وجود می‌آید، از طرفی این دو ستاره دو گردش انتقالی و وضعی هم دارند، که این کشندها باعث چسبندگی در بین مواد سطحی و عمقی ستاره می‌شود و مقداری از انرژی جنبشی هر دو ستاره $E = \frac{1}{2} I \omega^2$ کاسته شده و در عوض به انرژی پتانسیل یعنی فاصله دو ستاره اضافه می‌شود و دو ستاره از هم دور می‌شوند، هر جسم سوی هم که در این میان قرار بگیرد چه نیرویی بر آنها وارد می‌شود مسلم است در این منطقه جاهایی هستند که برآیند نیروها در آن صفر می‌شود که به این مناطق لاگرانژی گویند، و مناطقی هم وجود دارد که هم پتانسیل هستند یعنی انرژی در آنها یکسان است، از جمله خصوصیات این مناطق این است که منطقه‌ای بسیار ناپایدار است یعنی اگر کش و قوسی در میزان جاذبه حادث شود پس لاجرم فروریزشهایی از مواد صورت می‌گیرد.

گاهی اتفاق می‌افتد که ستاره خورشیدگون در جریان ساختار و تحول خود در پایان دوره خود به غول قرمز تورم پیدا می‌کند پس در این هنگام گازهای غنی از هیدروژن از سطح ستاره خورشیدگونه به اطراف کوتوله سفید جریان می‌یابد، چون این دو ستاره با سرعت زیادی دور هم می‌چرخند و جریان گاز هم بخشی از تکانه زاویه‌ای ستاره همدم را داراست گاز مستقیماً به کوتوله نمی‌رسد. گاز تدریجاً در مسیر مارپیچ به طرف قرصی برافزایشی حرکت می‌کند و به دلیل میدان مغناطیسی موجود در گاز به روی گاز به روی کوتوله فرو میریزد با گذشت زمان گاز ستاره همدم ابتدا به قرص برافزایشی و سپس به کوتوله سفید می‌رود، و گرانش قوی کوتوله آن را می‌فشارد و گرم می‌کند. گاز برافزوده شده متراکم و متراکم تر شده گاز داخلی تر دمایش بیشتر شده و به دمای گداخت

می‌رسد. تا در عرض 10^4 سال تحول دمایش به 10^7 و چگالش به حد 10^4 g/cm^3 می‌رسد. این در حالتی است که الکترون‌های این گاز واگن یا دژنره هستند. یعنی هسته‌ها و الکترون‌ها آنچنان فشرده شده‌اند که مثل فلز رفتار می‌کنند وقتی چنین گازی گرم شود نمی‌تواند همچون گاز معمولی منبسط یا منقبض شود و فقط داغ می‌شود.

نخستین نوع گداخت که در این گاز رخ می‌دهد، واکنش زنجیره‌ای پروتون-پروتون است بعد از زیاد شدن دما به فرایندهای هسته‌ای کربن-نیتروژن-اکسیژن نیز می‌رسد. این واکنش‌ها به دما حساسند اگر دما دو برابر شود انرژی تولیدی 2^{16} برابر (66000) برابر می‌شود. اکنون کوتوله سفید هرچه را که برای انفجاری بزرگ نیاز داشته باشد دارد، گازی غنی شده از هیدروژن ستاره دیگر به عنوان سوخت، محیط واگن به عنوان ظرف و دمای بالا به عنوان چاشنی وقتی دمای ستاره به حالت $10^7 \times 3$ رسید پس از گذشت چند روز ناگهان دما بیش به حد 10^8 می‌رسد که در این حالت ماده از حالت دژنره خارج شده و انفجار مهیبی رخ می‌دهد.

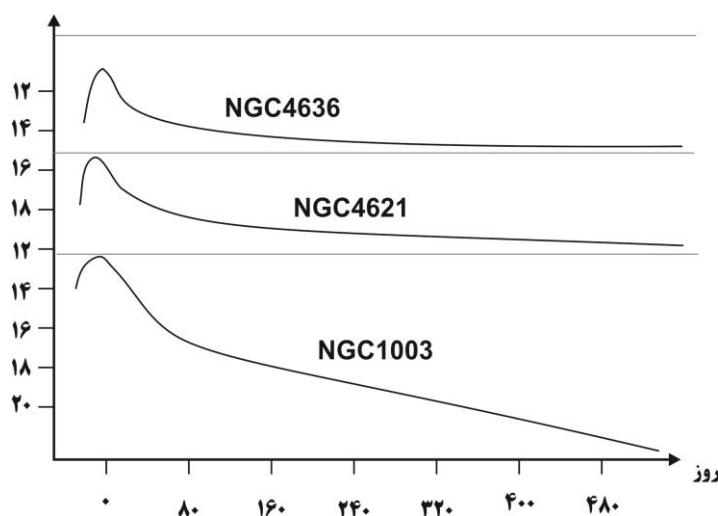
ابرنواختران

برخی از ستارگان نو بسیار پرنور هستند که به آنها ابرنواختر می‌گویند، به نمونه از این ابرنواختران در دوران تاریخی مشاهده شده‌اند: ابرنواختر تیکو براهه: که در سال ۱۵۷۲ میلادی (۹۵۵ هجری شمسی) اوایل دور صفویه در ایران به وقوع پیوست، ابرنواختر کپلر که در سال ۱۶۰۲ میلادی (۹۸۱ هجری شمسی) بسیار درخشان شد و یک ابرنواختر که منجمان چینی در سال ۱۰۵۴ (۴۳۳ هجری شمسی) قرن چهارم هجری در دوران حکومت سلجوقیان در ایران رصد شد که در محل ابرنواختر چینی اکنون سحابی خرچنگ را در صورت فلکی ثور مشاهده می‌کنیم، سحابی خرچنگ هنوز با سرعت‌های حدود 1400 km/s در حال انبساط است که نشان می‌دهد انفجار عظیم در حدود ۹۰۰ سال قبل رخ داده است.

نواختران و ابرنواختران اجسامی هستند که خروجی نورشان ناگهان به اندازه چند مرتبه بزرگی زیاد می‌شود. آنها معمولاً قبل از منفجر شدن مرئی نیستند، البته ابر نواختری در فوریه ۱۹۸۷، (۱۳۴۱) در ابرهای ماژلانی رویت شد که **بنای** آن از یک ستاره ابرغول بود اما به علت اینکه این ابرنواختر از لحاظ منحنی نوری و ساختاری با ابرنواختران دیگر تفاوت بنیادین داشت لذا با این مشاهده نمی‌توان بسطی از این مشاهده برای سایر ابرنواختران ارائه داد.

ابرنواختران را به دو نوع I و II تقسیم می‌کنند.

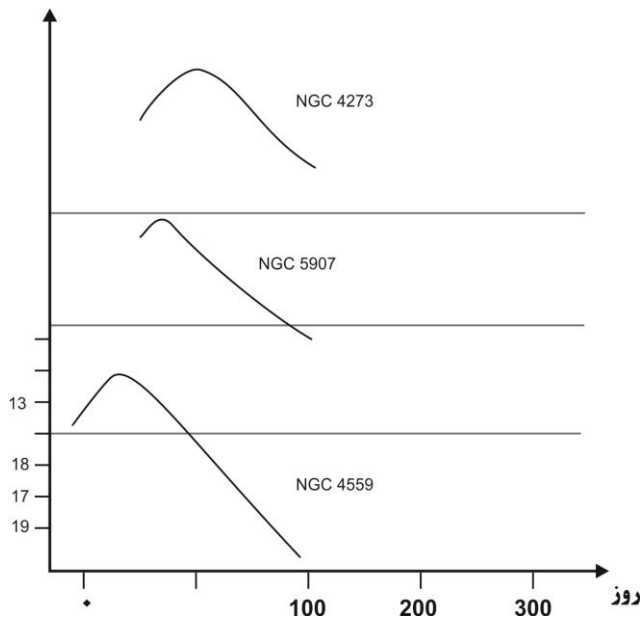
ابرنواختران را می‌توان با توجه به شکل منحنیهای نور و یا طیف آنها از یکدیگر تمیز می‌دهند، منحنی نوری مشاهده شده برای ابرنواختر نوع I در شکل زیر نشان داده شده است.



شکل شماره ۳

یک ابر نواختر نوع I در طی دو سال پس از انفجار به اندازه ۱۹-۱۵ قدر کاهش می‌یابد که به اندازه ۸ قدر در طول یک سال است.

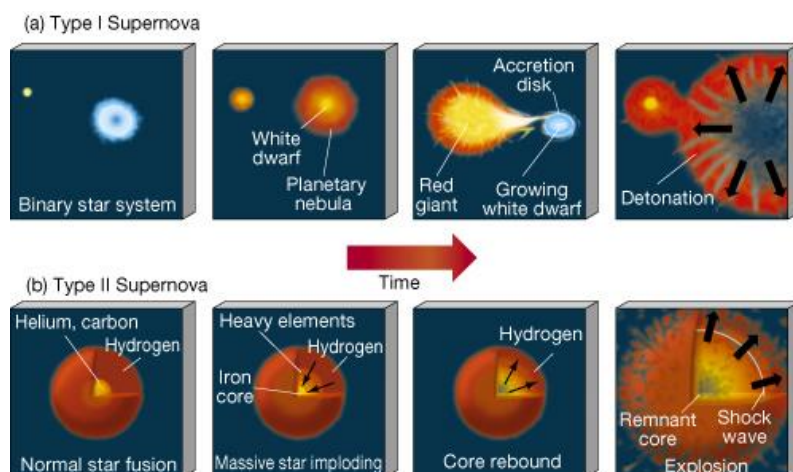
در شکل زیر منحنی نوری ابرنواختر نوع II را نشان می‌دهیم که این ابرنواخترها بسیار منظم تر از نوع I به نظر می‌رسند،



شکل شماره ۴

طیفهای ابرنواخترهای نوع I هنوز فهمیده نشده اند آنها دارای نوارهای پهن هستند و تصمیم گیری در این مورد که نواحی روشن مربوط به خطهای گسیلی هستند یا نوارهای تاریک جذبی در یک پیوستار روشن دشوار است.

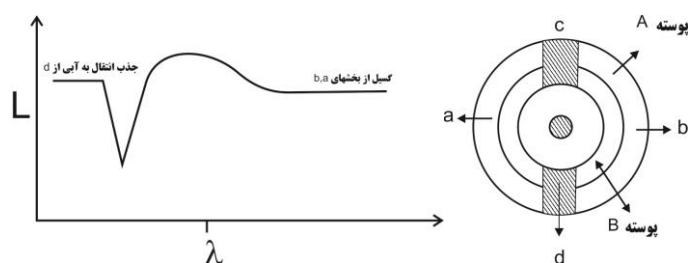
احتمالاً هر دوی خطهای جذبی و گسیلی را داشته باشیم. به نظر می‌رسد در ابرنواختر نوع یک خطوط جذبی عناصر سنگین را می‌بیند. در حالی که در ابرنواختر نوع II خطوط روشن هیدروژن را به سادگی شناسایی می‌کنیم، در ابرنواختران نوع I_A و I_B نیز خطوط طیفی He_{II} به وضوح قابل رویت می‌باشد.



عکس شماره ۴

هندسه انبساط در ابرنواختران چگونه است؟

در آغاز کسر بزرگی از ماده (بخش d) در تصویر در حدود ۱۰٪ در جلوی ستاره است و می‌تواند نور را جذب کند. ستاره بخش متناظر c در پشت خود را پوشانده است و در نتیجه این بخش نامرئی است. مواد دو طرف ستاره (بخشهای a, b) در یک خط جذبی سهیم هستند. این ناحیه عمود بر خط دید حرکت می‌کنند لذا در نتیجه خطوط جذبی دارای انتقال دوپلری نیستند.

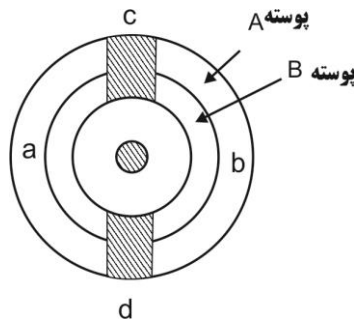


شکل شماره ۵

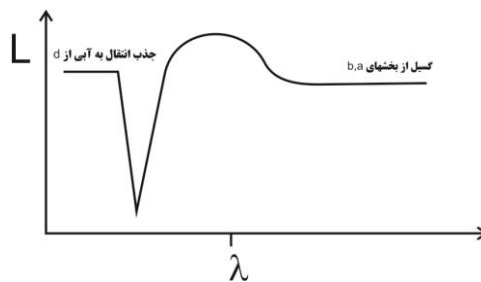
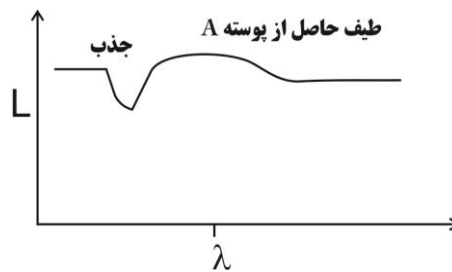
پس در ابتدا انبساط ابرنواختر ماده موجود در پوسته خارجی نسبتاً چگال است، ماده بسیاری در بخش d در جلوی ستاره تجمع کرده است که نور حاصل از لایه‌های عمیق تر را جذب می‌کند و خط جذبی به وجود می‌آورد، بخشهای a و b نمی‌توانند در خط

جذبی سهمیم باشند زیرا آنها فقط می‌توانند نور ساطع کنند چون در راستای دید نیستند بلکه عمود بر راستای دید هستند، خطهای گسیلی دارای انتقال به سرخ از بخش c گسیل می‌شوند، ستاره راه آنها را سد می‌کند.

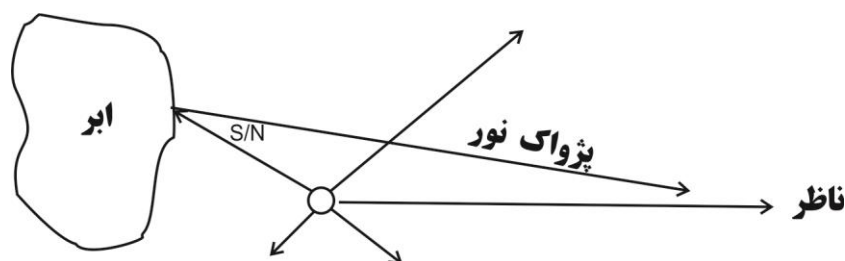
در مرحله بعد پوسته A را به اندازه‌ای منبسط شده که اکنون شفاف و پوسته B قابل مشاهده است. سرعت پوسته B از پوسته A کمتر است بنابراین خطوط جذبی ناشی از حرکت پوسته B دارای انتقال دوپلری کوچکتری است و طیف انتقال کوچکتری را در جذب و گسیل از خود نشان می‌دهد.



شکل شماره ۶



ابرنواختر می‌تواند در مجاورت ابرهای گرد و غبار باشد. در هنگام انفجار ابرنواختر نور در همه جهت‌ها گسیل می‌شود در ابتدا فقط نور را می‌بینیم که در جهت ما گسیل شده است، در صورتی که ممکن است نوری را که از ابر مجاور بازتابیده است هم ببینیم در این صورت یک پژواک نوری را مشاهده کنیم.



شکل شماره ۷

فاصله ابرنواختران

اگر جرم پرتاب شده با این سرعت منبسط شود باید بتوانیم رشد پوسته را مشاهده کنیم. فرض می‌کنیم که ابرنواختری در فاصله 2000 PC یعنی فاصله احتمالی سحابی خرچنگ باشد پس پوسته به قطر 1 AV ، دارای قطر زاویه‌ای $1/200$ ثانیه قوسی خواهد بود. با سرعت انبساط 10^9 m/s که بلافاصله پس از بیشینه مشاهده می‌شود. پوسته پس از یکسال در صورتی که سرعتش ثابت باقی بماند دارای شعاع 3000 AV خواهد شد این شعاع در فاصله 2000 PC متناظر با 1 ثانیه قوسی است بدین صورت می‌توانیم فاصله تقریبی یک سحابی در حال انبساط را بدست آوریم.

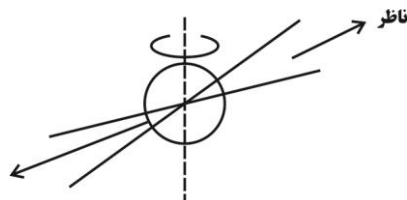
منشاء انرژی ابرنواختران

از آنجا که ابرنواختران در روند سیر و تحول ستارگان به وجود می‌آیند و در مراحل آخر، که سوخت هسته‌ای ستاره از بین رفته است، و از طرفی انرژی گسیلی این ابرنواختران بسیار زیاد و در حد 10^{41} برابر انرژی گسیلی خورشید در کل عمرش می‌باشد

لذا منشاء انرژی آنها جای توجه دارد، تنها چشمه انرژی این نواختران تراکم گرانشی می‌باشد که در اثرل تراکم این ستارگان، به اندازه‌های کوچکتر آزاد می‌شد، مثلاً اگر خورشید به اندازه یک ستاره نوترونی کوچک شود می‌تواند چنین انرژی و حتی بیشتر از آن را تولید نماید.

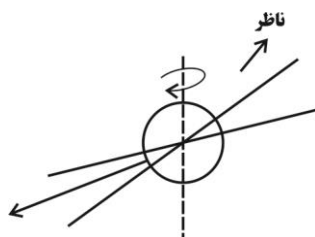
پس از این ایده اخترفیزیکی، منجمان به دنبال تپ اختر یا ستاره نوترونی به درون سحابی‌های انفجاری چون خرچنگ پرداختند با مطالعه این ناحیه ستاره‌ای دیدند که در حال نوسان و تپش حتی در ناحیه نوری است، پس با مطالعه آن ستاره و ستارگان مجاور متوجه وجود تپ اخترانی در آن ناحیه شدند که با جرمی زیاد با سرعت سرسام آور چند دور در ثانیه در حال گردشند این سوال اخترفیزیکی مطرح شد که چگونه است که با این سرعت سرسام آور این ستاره از خود نمی‌باشد جواب آن است که در صورتی این حالت اتفاق می‌افتد که چگالی این ستاره از مرتبه $10^{12} \times 1.2 \text{ gcm}^{-3}$ باشد و این یعنی همان ستارگان نوترونی که ساختارشان گوئی از نوترون تشکیل شده باشد یک میلیون تن در سانتی متر مکعب است، پس برای ابرنواختر خرچنگ به نظر می‌رسد که انرژی آن ناشی از انرژی گرانشی آزاد شده در رمبش بخش عظیمی از جرم آن به یک ستاره نوترونی باشد که اکنون به صورت تپ اختر خرچنگ قابل مشاهده است.

اما در سایر بقایای نواختران وضعیت به چه گونه است؟ تحقیقات در بقایای انفجار تیکو و کپلر چنین چیزی را نشان نمی‌دهد، از آنجا که اگر تپ اختر نوری کاملاً باریکه‌ای گسیل ناظر یک تپ در هر دوره چرخش می‌بیند قابل تأمل است اگر گسیل این باریکه درست در جهت خط دید باشد درست است.



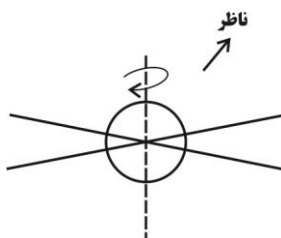
شکل شماره ۸

اما اگر در بعضی گاهی می‌بیند و گاهی نمی‌بیند.



شکل شماره ۹

و در بعضی اصلاً نمی‌بیند.



شکل شماره ۱۰

پس ندیدن یک تپ اختر دلیل بر نبودن آن نیست.

منشأ ابرنواختران چیست

اگر بتوان یک ابر نواختر را قبل از انفعال مورد ارزیابی قرار داد. مثلاً ابرنواخترای که در سال ۱۳۴۱ هجری شمسی در ابرهای ماژلانی رصد شد نشان از آن بود که در تحول یک غول قرمز این اتفاق افتاده است، اما همان طور که گفته شد از نظر طیفی و منحنی نوری با سایر ابرنواختران یعنی ۱۱۱ ابرنواختری که زویکه در انستیتوی فناوری کالیفرنیا تا سال ۱۹۶۵ ثبت کرده بود متفاوت بود، زویک دریافت که پ ۲۶٪ همه نواخترهای نوع I در کهکشانهای بیضوی یعنی در میان ستارگان پیر رخ داده است و سایر ابرنواختران نوع I در کهکشانهای مارپیچ و نامنظم به وقوع پیوسته اند، در کهکشانهای مارپیچ ابرنواختران بیشتر در بخشهای خارجی یافت می‌شوند. و چنین به نظر می‌رسد که ابرنواخترهای نوع II در کهکشانهای بیضوی مشاهده نشده اند و اغلب در ناحیه خارجی

کهکشانهای مارپیچ جایی که جلوی ستارگان پرجرم O و B می باشند یافت می شوند و این نواحی در زایشگاه‌هایی مثل خوشه پروین میسر است بنا به قدمت خوشه پروین بعید به نظر نمی‌رسد که در این ناحیه ابرنواخترهای II در دیده شود، که البته دیده نشده است.

فصل سوم: ستارگان دوتایی

ستارگان دوتایی

همان طور که گفته شد کسر بزرگی از ستارگان آسمان را ستاره‌های متغیر تشکیل می‌دهند که از میان ستارگان متغیر ستارگان دوتایی درصد زیادی از آنها را تشکیل داده اند ستاره دوتایی به یک جفت ستاره گفته می‌شود که تحت تاثیر میدان گرانشی هم قرار گرفته و حول مرکز جرم مشترک خود در حال دوران هستند به هر کدام از اعضای یک سیستم دوتایی یک مولفه گفته می‌شود، در گروهی از ستارگان دوتایی گردش و دوران دو مولفه به گونه‌ای است که در فرآیند دوران یکی از مولفه‌ها در راستای دید ما مولفه دیگر را می‌پوشاند پس لاجرم افت و خیزی را در نورانیت سیستم به وجود می‌آورد لذا ما شاهد تغییرات دوره‌ای در سنجش نورانیت آنها هستیم با سنجش نورانیت این ستارگان و رسم منحنی‌های نوری وابسته به آنها می‌توانیم مواردی چون، نسبت جرمی، شعاع، دمای سطحی، تابندگی هر کدام از مولفه‌های سیستم را تحقیق نماییم.

در پاره‌ای از ستارگان دوتایی، یک مولفه ستاره‌ای توسط، مولفه دیگر بلعیده می‌شود و انتقال جرمی بین دو مولفه پدید می‌آید که منجر به پر جرم شدن یکی و کم جرم شدن دیگری می‌شود و بررسی این فرآیند می‌تواند منجر به بررسی این فرآیند می‌تواند منجر به بررسی نظریه ساختار و تحول ستارگان شود و به عنوان آزمایشگاهی از آن بهره برد.

اطلاعات از ساختار داخلی و جو ستارگان نیز از زمره دیگر مطالعاتی است که می‌توان در راستای تحقیق در زمینه ستارگان دوتایی از آن بدست آورد.

تحقیق در زمینه ستارگان دوتایی قدمتی بس طولانی دارد و در مراکز رصدی و علم جهان مطالعات گسترده‌ای در این زمینه صورت گرفته و دانشگاه‌های ایران نیز در این

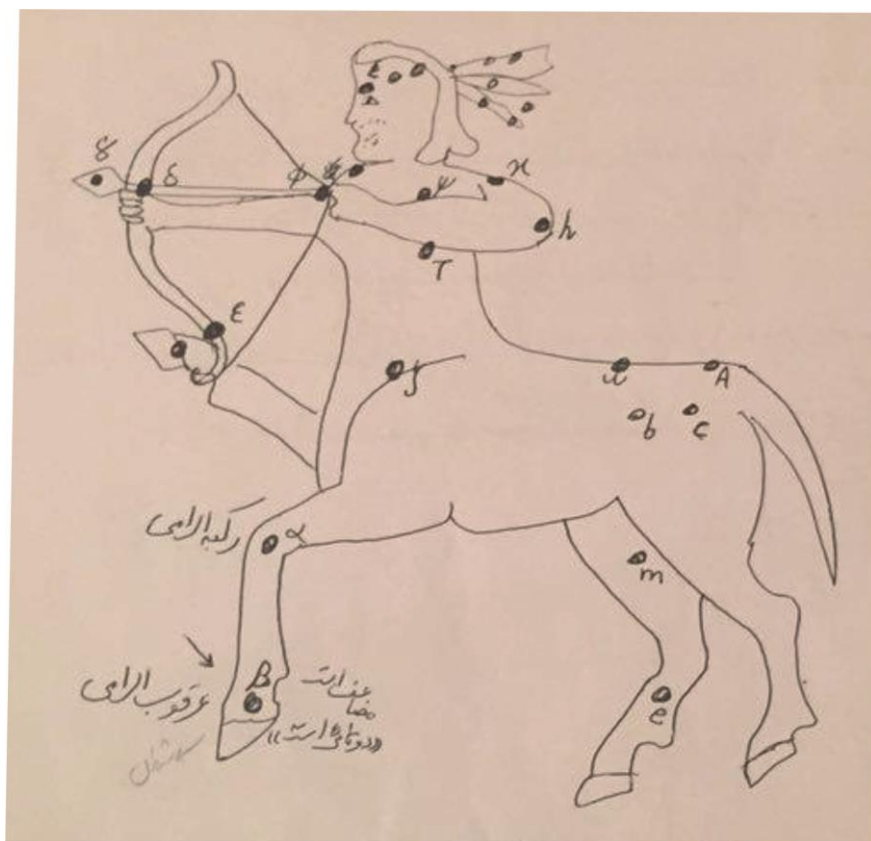
زمینه پژوهشهای فراوانی داشته‌اند و در سطح کارشناسی ارشد و دکتری بدان پرداخته‌اند، دانشگاه‌هایی چون دانشگاه فردوسی مشهد، بیرجند تبریز و شیراز از جمله این مراکز پژوهشی محسوب می‌شوند.

در این کتاب سعی بر آن می‌شود که اطلاعاتی کلی در مورد انواع ستاره‌هایی، و طبقه‌بندی مختلف آنها، نظریه‌های مختلف در مورد شکل‌گیری دوتایی‌ها، و با توجه به منحنی‌های نوری بدست آمده و حل آن سیر تحولی آنها را بیان کنیم و همچنین به معرفی دوتایی‌های نوع Reverse Algol الگول معکوس می‌پردازیم و رسم منحنی‌های نوری این سیستم را خواهیم داشت، در ادامه به عوامل موثر بر تغییرات نوری ستاره‌های دوتایی گرفته و نحوه حل منحنی‌های نوری این ستاره‌ها پرداخته و روش ویلسون - دوینی را که مورد استفاده قرار گرفته تشریح خواهیم کرد. و نتایج آن را به حل منحنی نوری Gocyg که ستاره‌ای دوتایی مربوط به صورت فلکی دجابه است خواهیم پرداخت، و در انتها نمونه دیگر از ستارگان متغیر که در رسته نواها قرار می‌گیرند را معرفی می‌کنیم.

این کتاب به تقدیر از مرحوم دکتر محمدتقی عدالتی، استاد دانشگاه فردوسی مشهد که از جمله فعالان عرصه تحقیق در زمینه این گونه در ستارگان در ایران محسوب می‌شوند تقدیم می‌شود و علو درجات ایشان را از خداوند منان خواستارم راهشان پر رهرو باد.

تاریخچه

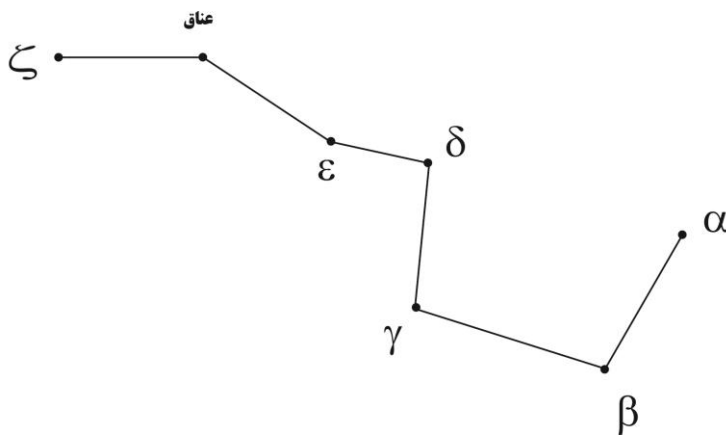
هنگامی که به آسمان می‌نگریم تعداد زیادی ستاره می‌توانیم ببینیم که در کنار یکدیگر واقع شده‌اند، بشر از دیرباز متوجه این گونه ستارگان بوده و اسامی چون ستارگان دوگانه (double star) یا ستارگان چندگانه (multiple stars) بر آنها نهاده است. برای مثال بطلمیوس از واژه ستاره «مضاعف» یا دوگانه مشخص کردن ستاره β در صورت فلکی قوس استفاده کرده است.



عبدالرحمن صوفی رازی در کتاب صورالکواکب الثابتة در توضیح صورت فلکی رامی که همان قوس است در ذیل کوکب ۲۳ (بیست و سوم) که همان B است چنین می نویسد:

«و بیست و سیم، برطرف دست چپ دابه است، یعنی ستور که نیمه آخر صورت است در زیر کواکب اکیلل جنوبی، در جهت شرقی از اکیلل و مایل به جنوب مقدار دو گز و نیم از اصغر قدر چهارم و بطلمیوس مطلقاً از دوم آورده، و او کوکبی مضعف «دوگانه» است چه نزدیک او کوکبی است ملاصق او (وابسته به او) که او را مشعف «دوتایی» گردانیده است. بر اسطرلاب های جنوبی نقش کنند بظن آنکه از قدر دوم است، و او را عرقوب می خوانند.»

همان طور که از عبارت بالا که ترجمه خواجه نصیرالدین طوسی می‌باشد بر می‌آید، علاوه بر اینکه اشاره به دو تایی بودن این ستاره می‌کند، به تغییر قدر آن تا اندازه دو قدر از زمان بطلمیوس تا زمان عبدالرحمن که دوباره سنجش کرده نیز اشاره می‌کند، که به اندازه دو قدر گویی، کاهش یافته است از رصد بطلمیوس تا رصد عبدالرحمن قریب به هزار سال فاصله است. البته غربی‌ها ثبت اولین ستاره دوگانه را در سال ۱۶۵۰ میلادی، «۱۰۲۹ هجری شمسی» توسط اخترشناسی به نام باتیستاریچیولی عنوان می‌دارند که این ستاره ζ دب اکبر یا عناق بود.



شکل شماره ۱۱

عبدالرحمن صوفی رازی در کتاب صورالکواکب از آن کوکب نام می‌برد و در فهرست کواکب دب اکبر می‌نویسد:

«و بالای عناق کوکبی خرد است ملاصق او که عرب آن را سها خوانند و یعنی لغت سنا، صیدق، و نَعِیش نیز خوانند و بطلمیوس او را یاد نکرده است و او است آن کوکب که نور چشم باو امتحان کنند و در مثل گویند «اربه السهی و یرینی القمر» یعنی سها باو می‌نمایم و او قمر به من می‌نماید.

این متن نشان می‌دهد که ستاره سها از قبل برای منجمین شناخته شده بوده به طوری که به همان دلیل که عبدالرحمن ذکر می‌کند چون برای سنجش چشم در شب استفاده

می‌شده، به کسانی که آن را نمی‌دیدند شب کور می‌گفتند و به همین نام هم در لاتین ثبت شده ستاره کور یا Alcore، شناخته می‌شود.

وقتی منوچهری و حافظ شیرازی در دوااین خود از آن نام برده اند:

منوچهری:

«جدی هم بکردار چشمان جانی سها هم بکرداره چشم نملا»

یا «چو شجرف گون شد زخورشید عالم سماک و سهیل و سها گشت غارب»
و حافظ می‌گوید:

«ز رقیب دیوسیرت بخدا همی پناهم مگر این شهاب ثاقب مددی کند سها را»

البته شایان ذکر است آنچه که رتیچیولی کشف کرده دوتایی بودن خود کوکب عناق است نه مجاورت آن با کوکب سها چرا که عناق و سها که مشهورترین و آشکارترین ستاره‌های دوتایی را تشکیل می‌دهند فاصله زاویه‌ای بین ۱۲ دقیقه قوسی، کمی بیش از یک سوم قطر قرص ظاهری ماه است اما نزدیکی ظاهری این دو ستاره فقط به علت فواصل باورنکردنی آنها از زمین است، در واقع فاصله بین این دو ستاره دست کم ۱۷۰۰۰ برابر فاصله زمین از خورشید است، نزدیک به $10^{12} \times 2.5$ کیلومتر بر طبق استانداردهای زمین این عدد به راستی بزرگ است ولی هر چیز نسبی است، در مقیاس کیهانی سها واقعاً به عناق نزدیک است در واقع فاصله بین آنها ۱۶ بار کمتر از فاصله بین خورشید و آلفا-قنطورس است.

حتی امکان دارد عناق و سها منظومه‌ای ستاره‌ای تشکیل داده باشند و به گرد گرانیگاه خود بگردند ولی چنین حرکتی تاکنون دیده نشده است و اگر بدانیم دوره تناوب این دو اگر دوتایی حقیقی باشند حدود دو میلیون سال است، پی می‌بریم به این زودیها هم موفق به تشخیص حرکت آنها نمیشویم، پس عجیب نیست در طی صدها سال رصد مداوم اخترشناسان ندیده اند که سها از جای خود حرکتی بکند، چشم غیر مسلح عناق را یک ستاره می‌بیند ولی حتی کوچکترین تلسکوپ هم به آسانی آن را به دو مولفه تقسیم

می‌کند. این همان کاری است که ریتچیولی همزمان با گالیله کشف کرده است، هر دو ستاره عناق A و عناق B غول پیکر، سفید و گرم هستند، و هر دو به گرد گرانیگاه مشترک خود می‌گردند و دوره گردش آنها حدود ۶۰ سال است، این داستان هنوز به پایان نرسیده است، تجزیه طیفی نشان می‌دهد خود عناق A نیز ستاره‌ای دوتایی است نزدیک به هم. پس از اختراع تلسکوپ تعداد ستاره‌های دو گانه و چند گانه کشف شده به سرعت افزایش یافت. در فاصله سالهای «۱۸۲۱ تا ۱۸۷۲» «۱۲۰۰ تا ۱۲۵۱ هجری شمسی» تعداد ستاره‌های دو گانه کشف شده به بیش از ده هزار عدد رسید، و این تعداد ستاره کشف شده این مساله را از سوی جان مایکل کشیش دانشمند انگلیسی مطرح کرد که چطور ممکن است که همه این ستارگان دوتایی تصادفی در راستای دید ما قرار گرفته باشند و هیچ ارتباطی با هم نداشته باشند. سرویلیام هرشل، با رصدهای مستمر خود متوجه حرکات مداری این گونه ستارگان شد، و لفظ ستارگان دوتایی (Binary star) را به جای استفاده از ستارگان دوگانه و چندگانه استفاده کرد. بنا به تعریف ویلیام هرشل یک ستاره دوتایی یک سیستم متشکل از دو ستاره است که تحت تاثیر جاذبه متقابل گرد هم آمده اند. جان گودریک دوره تناوب تغییرات نوری راس الغول را گزارش داد و علت تغییر این ستاره وجود یک جسم کروی دانست که به دور ستاره اصلی می‌گردد. در سال ۱۸۸۹ م، ۱۲۶۸ هجری شمسی) و حل به روش طیف سنجی دوتایی بودن راس الغول و درستی نظریه گودریک را ثابت کرد، با ورود روش‌های طیف سنجی از جمله پدیده دوئل کاوشها در زمینه ستارگان دوتایی رونق خاصی گرفت، و پژوهشها مضاعف شد، تا اینکه همدم عناق بدین روش کشف شد، و گسترش تکنولوژی منجر به این شد که روز به روز بر کشفیات در این موضوع افزایش یافته و انواع و اقسام دوتایی‌ها شناخته شوند.

انواع ستارگان دوتایی

ستارگان دوتایی را با توجه به روشهای آشکارسازی آنها به ۵ گروه تقسیم بندی کرده‌اند:

الف) دوتایی‌های نوری (binary optical)

این دوتایی‌ها سیستم‌های واقعی نیستند بلکه گردش هم حول مرکز جرمشان ندارند، و تنها به دلیل قرار گرفتن در امتداد خط دید ناظر است که به صورت دوتایی به نظر می‌رسند. اختلاف فاصله این دوتایی‌ها از هم می‌تواند به صدها سال نوری برسد و هر کدام از آنها می‌توانند خود متعلق به یک سیستم دوتای و یا چند تایی باشند. نظیر سیستم دوتایی سه‌اعناق که یک optical است ولی خود عناق خود یک ستاره‌ی دوتایی با دوره تناوب ۶۰ سال است که به عناق A و عناق B شهرت دارند و خود عناق A نیز سیستمی دوتایی یا دوره تناوب به روز است.

ب) دوتایی‌های بصری (visual binary)

این گونه دوتایی‌ها را می‌توان از درون تلسکوپ به صورت دو ستاره مجزا دید و این زمانی ممکن است که فاصله دو ستاره از خورشید کم و یا فاصله دو ستاره از هم خیلی زیاد باشد معمولاً فاصله دو ستاره در یک سیستم دوتایی مرئی به صدها واحد نجومی می‌رسید.

به همین دلیل سرعت مداری این ستاره‌ها کم و زمان حرکت مداری آنها طولانی است و بررسی آنها چندین سال نوری طول می‌کشد. تا کنون ۷۵۰۰۰ ستاره دوتایی مرئی کشف و رده بندی شده اند و مدار ۷۰۰ عدد آنها تعیین شده که از میان آنها ۲۵ عددشان قابل اطمینان است.

تبصره در توضیح مرکز جرم

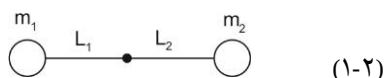
چون دو مولفه در ستاره دوتایی در واقع یک سیستم محسوب می‌شوند و تنها نیرویی که بین این دو مولفه رد و بدل می‌شود نیروی گرانشی دو ستاره است، پس می‌توانیم بدین گونه عمل نماییم چون دو مولفه در یک سیستم هست پس نیرو وارد نیرویی صرفاً داخلی است پس

$$\sum_{ext} f = m \frac{dv}{dt}$$

چون نیرو، نیروی داخلی است پس $\frac{dv}{dt} = 0$ پس لاجرم V ثابت است، اگر در این سیستم قانون بقای اندازه حرکت زاویه‌ای را نگاه کنیم دو مولفه که در حال گردش هستند را می‌خواهیم به یک مولفه که بین هر دو مشترک باشد تقلیل دهیم لذا $L = IW^2$ برای آن سیستم را اندازه گیری می‌کنیم که برابر صفر است یعنی $0 = L_1 + L_2$ باید باشد به عبارتی

$$L_1 = -L_2 \leftarrow I_1 w_1^2 = -I_2 w_2^2 \text{ چون } w_z = w_1 \text{ است}$$

پس $I_1 = -I_2$ یعنی $m_1 r_1^2 = m_2 r_2^2$ می‌باشد، پس در واقع مرکز جرم مکانی است که r می‌توان مجموع جرم را در آنجا در نظر گرفت که دارای اندازه حرکتی صفر دارد.



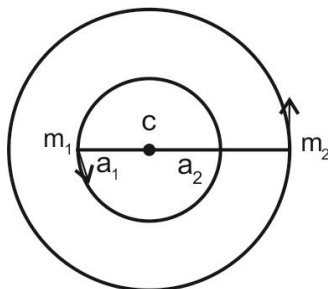
(۱-۲)

$$\frac{m_1}{m_z} = \frac{Q_2}{Q_1}$$

$$m_1 a_1 w^2 = -m_2 w^2 a_2 =$$

$$m_1 a_1 w_1^2 = m_2 w_2^2 a_2 = (m_1 + m_2) a w$$

با استفاده از رصد ستاره‌های دوتایی می‌توان مدار حرکت هر یک از دو مولفه ستاره دوتایی، دوره گردش و نسبت جرم دو مولفه را بدست آورد. برای حالت ساده که مدار حرکت مولفه‌ها دایره‌ای است می‌توانیم به صورت زیر عمل نماییم.



شکل شماره ۱۲

دو ستاره m_1 و m_2 که در مداری دایروی حول مرکز جرمشان در حال گردش هستند. اگر مرکز جرمشان را در مبدا مختصات در نظر بگیریم آنگاه داریم:

$$\frac{M_1 a_1 - m_2 a_2}{M_1 + M_2} = A \Rightarrow M_1 a_1 = +m_2 a_2 \quad (1)$$

با اندازه گیری a_1 و a_2 می‌توانیم نسبت جرمها را بدست آوریم:

$$\frac{M_1}{M_2} = \frac{a_2}{a_1} \quad (2)$$

بدین ترتیب نسبت جرم دو مولفه بدون نیاز به فاصله آنها از ما حاصل می‌شود.

با توجه به اینکه سرعت زاویه‌ای گردش دو مولفه حول مرکز جرم مساوی است و با استفاده از قانون گرانش نیوتن و برابر قرار دادن آن با نیروی جانب به مرکز می‌توان نوشت:

$$\frac{GM_1 M_2}{a^2} = m_1 w^2 a_1 = M_2 w^2 a_2 \quad (3)$$

که در آن $a = a_1 + a_2$ می‌باشد پس می‌توان نوشت:

$$a = a_1 + \frac{M_1}{M_2} a_1 \Rightarrow a_1 \left(1 + \frac{M_1}{M_2} \right) = a \quad (4)$$

پس می‌توان نوشت که:

$$\frac{GM_1 M_2}{a^2} = M_1 w^2 a M_2 / (M_1 + M_2) \quad (5)$$

$$w^2 a^3 = G(M_1 + M_2) \quad (6)$$

با توجه به این که T دوره گردش سیستم است،

$$w = \frac{2\pi}{T} \quad (7)$$

می‌توانیم بنویسیم:

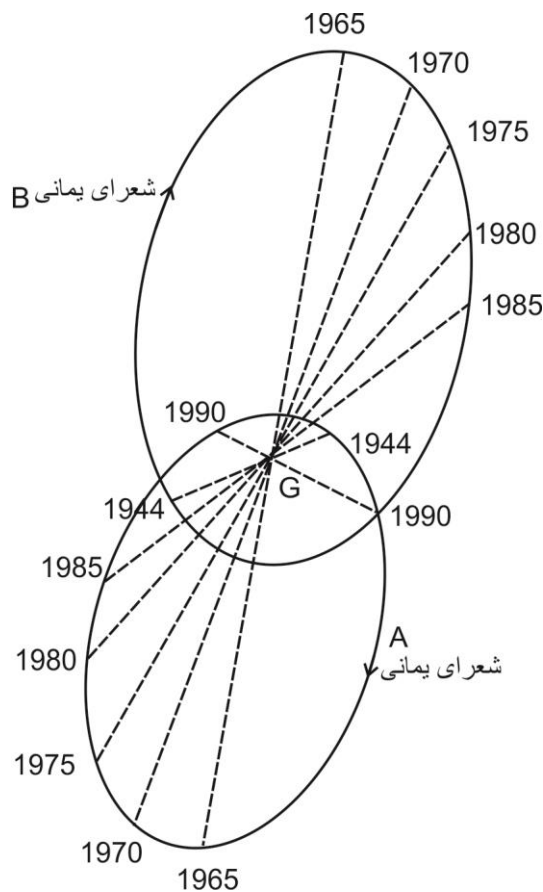
$$\frac{4\pi^2 a^3}{T^2} = G(M_1 + M_2) \quad (8) \quad (2-2)$$

رابطه فوق گرچه برای دایره نوشته شده ولی برای بیضی هم قابل استفاده است در آن صورت a نیم قطر بزرگ مسیر یک مولفه نسبت به مولفه دیگر است.

بدین ترتیب در صورتی که دوره تناوب، و فاصله دو مولفه را از هم بدانیم (فاصله دو مولفه از هم را زمانی می‌توانیم بدست آوریم که فاصله دو مولفه از ما معلوم باشد)

می‌توانیم مجموع جرم دو مولفه را به دست آوریم بدون نیازی به دانستن محل مرکز جرم باشد و اگر مرکز جرم دو سیستم را هم بدانیم نسبت جرم دو سیستم مشخص شده پس جرم هر مولفه به دست می‌آید.

مثلا مواضع پیش بینی شده برای شعرای یمانی A و B را در شکل زیر می‌بینید:



شکل شماره ۱۳

مرکز جرم دو ستاره عبارت است از محل تقاطع خطوطی که مواضع آنها را دو زمان ۱۹۹۰-۱۹۹۴ وصل می‌کند.

برای تعیین جرم ستارگان دوتایی می‌بایست مدار حرکت هر یک از دو عضو ستاره‌ای و زمان تناوب و همچنین فاصله دوتایی را از خورشید با استفاده از رصد تعیین کرد.

۱. مدار حرکتی هر مولفه

۲. دوره تناوب

۳. فاصله دوتایی از خورشید

پس طبق قانون سوم کپلر داریم:

$$\frac{\xi \pi^2 a^3}{T^2} = G(M_1 + M_2) \quad (9)$$

$$T = 2\pi \left(\frac{a^3}{G(M_1 + M_2)} \right)^{1/2} \quad (10) \quad (3-2)$$

که در آن a نیم قطر مدار بیضی و G ثابت جهانی جاذبه می باشد.

تکنیک محاسباتی:

فرمول مشابه آن برای مدار زمین

$$T_{\oplus} = 2\pi \left(\frac{A^3}{G(M_{\odot} + M_{\oplus})} \right)^{1/2} \quad (11) \quad (4-2)$$

هر گاه پیرو د چرخش زمین به دور خورشید را بر حسب سال و $M_{\odot} \gg M_{\oplus}$ در قطر گرفته شود. عبارت فوق به صورت زیر در می آید:

$$1 \text{ سال} = 2\pi \left(\frac{A^3}{GM_{\odot}} \right)^{1/2} \Rightarrow G^{1/2} = 2\pi \left(\frac{A^3}{M_{\odot}} \right)^{1/2}$$

با جایگذاری در فرمول (۳-۲) خواهیم داشت

$$T = 2\pi \left(\frac{a^3}{M_1 + M_2} - \frac{M_{\odot}}{A^3} \right)^{1/2} \quad (12) \quad (4-2)$$

جرم سیستم دوتایی

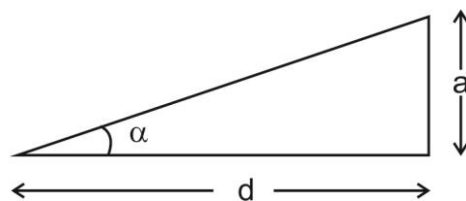
$$M_1 + M_2 = \left(\frac{a}{A} \right)^3 \cdot \frac{M_{\odot}}{T^2} \quad (13)$$

با در نظر گرفتن جرم خورشید به عنوان واحد رابطه فوق به صورت زیر حاصل می شود

$$M_1 + M_2 = \left(\frac{a}{A} \right)^3 \cdot \frac{1}{T^2} \quad (14) \quad (5-2)$$

اگر دوره تناوب (T) و اندازه مداری آنها (a) معلوم باشد می‌توان جمع جرم‌های دو ستاره را بر حسب جرم خورشید معین ساخت

اگر d فاصله ستاره‌های دوتایی از خورشید باشد، قطر ظاهری α مربوط به نیم قطر بزرگ مدار نسبی واقعی بر حسب ثانیه کمانی خواهد بود.



شکل شماره ۱۴

$$\operatorname{tg} \alpha = \frac{a}{d} \Rightarrow \operatorname{tg} \alpha \approx \sin \alpha = a/d \quad (15) \quad (2-6)$$

هر گاه فاصله ستاره دوتایی را با استفاده از روش اختلاف منظر معلوم کنیم:

$$\sin P = \frac{A}{d} \quad (16)$$

که در آن p همان اختلاف نظر ستاره می‌باشد همچنین p بسیار کوچک است پس:

$$P = \frac{A}{d} \quad (7-2)$$

هر گاه معادله (۱۵) را بر حسب d حل کنیم و در معادله (۱۶) قرار دهیم:

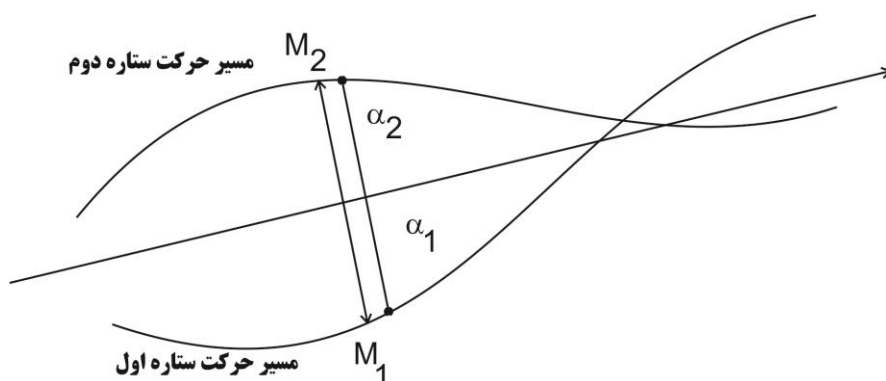
$$\frac{\alpha}{P} = \frac{a}{A} \quad (17)$$

با جایگذاری آن در معادله (۵-۲) خواهیم داشت

$$(M_1 + M_2) = \left(\frac{\alpha}{P}\right)^3 \frac{1}{T^3} \quad (8-2)$$

که در آن α و P بر حسب ثانیه قوسی می‌باشد.

برای یافتن M_1 و M_2 لازم است که حرکت هر یک از دو ستاره با حول مرکز جرم مشترکشان بررسی شود امتداد مرکز جرم دو ستاره هر گاه α_1 و α_2 فواصلی زاویه‌ای ستاره اول و دوم از مرکز جرم ظاهری سیستم دوتایی باشند خواهیم داشت:



شکل شماره ۱۵

$$M_1 \alpha_1 = M_2 \alpha_2$$

$$\frac{M_1}{M_2} = \frac{d_2}{\alpha_1}$$

$$\begin{cases} \frac{M_1}{M_2} = \frac{\alpha_2}{\alpha_1} \\ M_1 + M_2 = \left(\frac{\alpha}{P}\right)^3 \frac{1}{T^2} \end{cases}$$

(۹-۲)

که با حل معادله دو مجهولی A جرم هر کدام از ستاره‌ها به تنهایی حاصل می‌گردد.

مثال: ستاره شعرای یمانی که ستاره دوتایی متشکل از دو ستاره به نام‌های شعرای یمانی A که به خورشید نزدیکتر است و شعرای یمانی B است. پریود چرخش آنها ۵۰ سال و اختلاف منظرشان ۰/۳۷۱ ثانیه کمانی و همچنین نیم قطر بزرگ مدار نسبی واقعی ۷/۵۷ ثانیه کمانی است که با جایگزینی آنها در معادله شماره (۸-۲) جمع جرم‌های دو ستاره بدست می‌آید:

$$M_1 + M_2 = \left(\frac{\alpha}{P}\right)^3 \cdot \frac{1}{T^2} \quad (۱۰-۲)$$

$$M_1 + M_2 = \left(\frac{۷.۵۷}{۰.۳۷۱}\right)^3 \cdot \left(\frac{۱}{۵۰}\right)^2 = ۳.۴ M_{\odot}$$

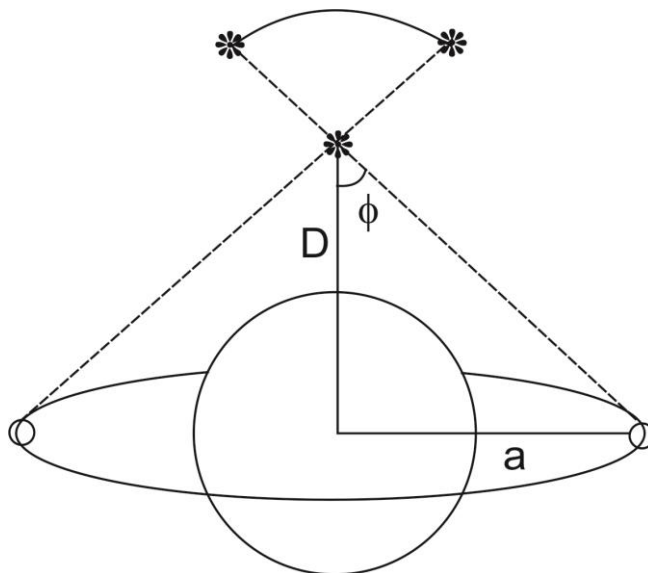
چون شعرای یمانی B فاصله اش از مرکز جرم شان در حدود ۲ برابر فاصله شعرای یمانی A از مرکز جرم می‌باشد پس جرم شعرای یمانی A در حدود دو برابر جرم خورشید

و جرم شعریای یمانی B در حدود یک برابر خورشید خواهد بود و مجموع جرم هایشان تقریباً ۳ می‌باشد.

اندازه گیری فاصله ستارگان

یکی از روشهای مورد استفاده برای اندازه گیری ستارگان (Parallax) با اختلاف منظر می‌باشد.

برای اندازه گیری به روش پارالاکس کفایت یک ستاره و پشت زمینه آن را در نظر بگیریم و در دو زمان متفاوت این ستاره را رصد کرده و نسبت به ستارگان پیش زمینه بسنجیم و زاویه جابه جایی آن را بدست آوریم:



شکل شماره ۱۶

چون ϕ کوچک است لازم نیست بر حسب درجه قرار داده شود بلکه آرایه حسب ثانیه کمانی قرار می‌دهند.

$$tg\phi = \frac{a}{D} \rightarrow D = \frac{a}{tg\phi} \quad (۱-۳)$$

$$tg\phi = \frac{\phi \times ۲\pi}{۳۶۰} \Rightarrow D = \frac{۳۶۰ \times a}{۲\pi\phi}$$

$$D = \frac{a \times 360}{\emptyset \times 2\pi} = \frac{a \times 360}{\frac{\emptyset''}{3600} \times 2\pi} = \frac{a'' \times 206}{\emptyset''} \cdot (A \cdot u) \quad (\text{ثانیه کمانی})$$

$$\emptyset \rightarrow \frac{\emptyset''}{3600}$$

یک پارسک: فاصله ستاره‌ای است که اختلاف منظر آن یک ثانیه قوسی باشد یا به عبارتی دیگر فاصله‌ای است که اگر در آن قرار بگیریم فاصله زمین و خورشید را یک ثانیه قوسی می‌یابیم. یعنی هر $206369/5$ واحد نجومی یک پارسک می‌باشد.

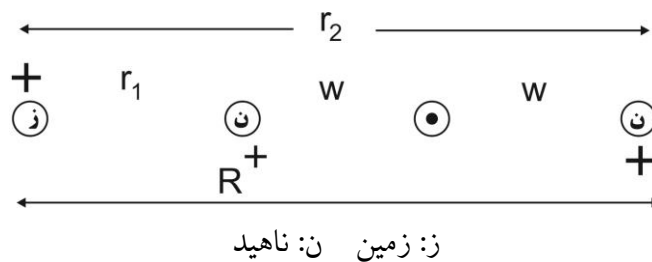
$$1 \text{ pc} = 206369.5 \text{ واحد نجومی} = 3.95 \times 10^{13} \text{ km} = 3.95 \text{ Ly}$$

$$D = \frac{206369.5}{\emptyset} = \frac{1}{\emptyset} \quad \text{بر حسب پارسک}$$

$$D = \frac{1}{0.5} = 2 \text{ Pc} \quad \emptyset = 0.5'' \text{ در نتیجه}$$

برای ستارگان دورتر این روش کارایی ندارد بلکه تنها برای ستارگان محدود بکار می‌رود.

اندازه‌گیری فاصله خورشید تا زمین به وسیله گذر سیاره ناهید:



$$r_2 = 2W + r_1 \quad \begin{cases} r_2 = R + W \\ R = (W + r_1) \end{cases}$$

$$\Rightarrow r_2 - R = R - r_1 \Rightarrow 2R = r_1 + r_2$$

$$\Rightarrow R = \frac{r_1 + r_2}{2} \quad (2-3)$$

r_1 : حضیض ناهید

r_2 : اوج ناهید

انواع ستارگان دوتایی

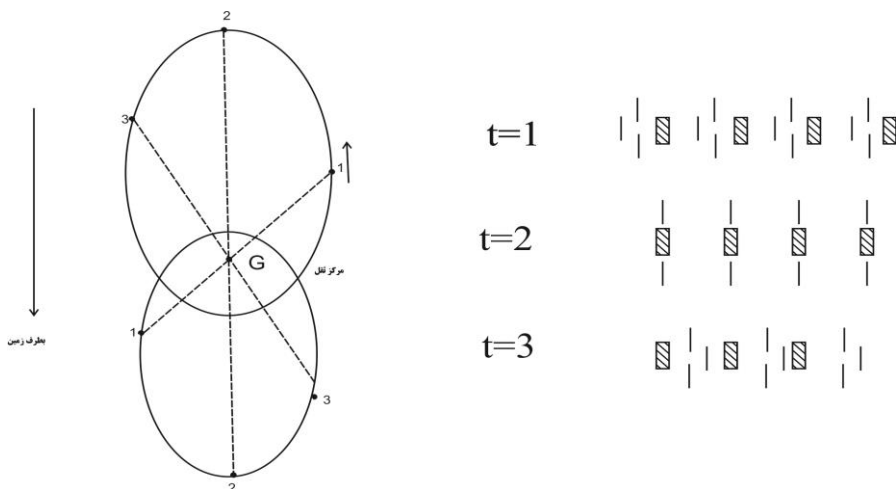
دوتایی اخترسنجی Astrometric binary

گاهی اوقات یکی از ستاره‌های یک سیستم دوتایی آنقدر کم نور است که حضور آن را فقط از روی تأثیرش بر روی ستاره دیگر می‌توان تشخیص داد. به این نوع دوتایی اخترسنجی می‌گویند.

دوتایی طیف سنجی speotscopic binary

برخی از دوتایی‌ها آن قدر به هم نزدیک یا از ما دورند که حتی با قوی‌ترین تلسکوپ‌ها نیز قادر به تفکیک آنها نمی‌باشیم. اگر دو ستاره آن قدر به هم نزدیک باشند که سرعت گردش مداریشان بیشتر از 1Km/s باشد به علاوه زاویه تمایل مدار آنها نیز مخالف صفر باشد در خطوط طیفی این ستاره‌ها جابجا دوره‌ای مشاهده می‌شود.

این جابه‌جایی‌ها بدلیل پدیده دوپلر می‌باشد که در اثر دور یا نزدیک شدن ستاره‌ها به ما به وقوع می‌پیوندد. اگر طیف هر دو ستاره قابل رویت باشد این طیف‌ها هنگامی که یکی از دو ستاره به مانزدیک و دیگری دور می‌شود از هم جدا شد و هنگامی که دو ستاره از مقابل ما عبور می‌کنند این خطوط به هم منطبق می‌شوند.



شکل شماره ۱۷

در زمان $t = ۱$ ستاره A از زمین دور می‌شود در حالی که ستاره B به زمین نزدیک می‌گردد. بنابراین خطوط طیفی ستاره A به طرف طول موج قرمز منتقل می‌گردند، در صورتی که ستاره B به طرف آبی نزدیک می‌شود.

در زمان $t = ۲$ هر دو ستاره دارای سرعت شعاعی نیست نسبت به زمین نمی‌باشند، بنابراین خطوط طیفیشان به هم منطبق می‌شود.

در زمان $t = ۳$ ستاره A به زمین نزدیک شده و طیفش بطرف آبی مبل می‌کند در صورتی که از مطالعه مجموعه طیف‌ها نتیجه می‌گردد. که ستارگان دوتایی به طور منظم سرعت شعاعی خود را عوض کرده و پریود تغییر آن حاکی از مدارشان می‌باشد.

برای رسم منحنی نوری ستارگان دوتایی طیفی که عبارتست از قدر روشنایی بر حسب زمان، می‌توان قدر مطلق هر کدام از مولفه‌های سیستم دوتایی به گونه زیر محاسبه نمود: اگر هر کدام از مولفه‌های ستاره‌ای جرمی هم اندازه خورشید داشته باشند داریم:

$$M_1 + M_2 = 2M_{\odot}$$

با استفاده از معادله

$$P = \frac{\alpha}{T^{1/3}} \cdot \frac{1}{(M_1 + M_2)^{1/3}} \quad (۳-۳)$$

می‌توان اختلاف منظر P دو ستاره را تعیین نمود.

برای بدست آوردن P، دانستن α (فاصله زاویه ای) ستارگان دوتایی، زمان تناوب چرخش و $M_1 + M_2$ الزامی است، پس از تعیین اختلاف منظر P از معادله پوکین می‌توان با قراردادن و احتساب قدر ظاهری m_1 و m_2 قدر مطلق هر کدام را حساب کرد.

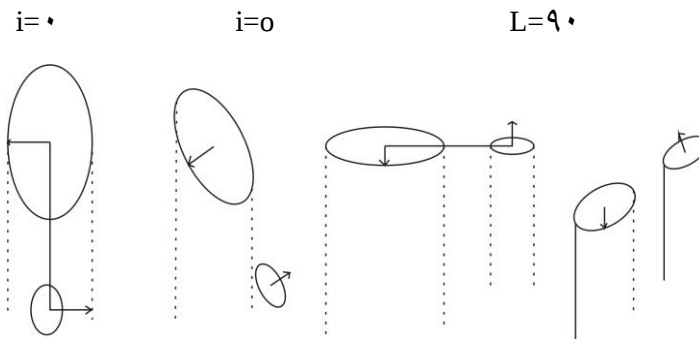
$$\begin{aligned} M_1 &= m_1 + 5 + 5 \log_{10} P \\ M_2 &= m_2 + 5 + 5 \log_{10} P \end{aligned} \quad (۴-۳)$$

تبصره:

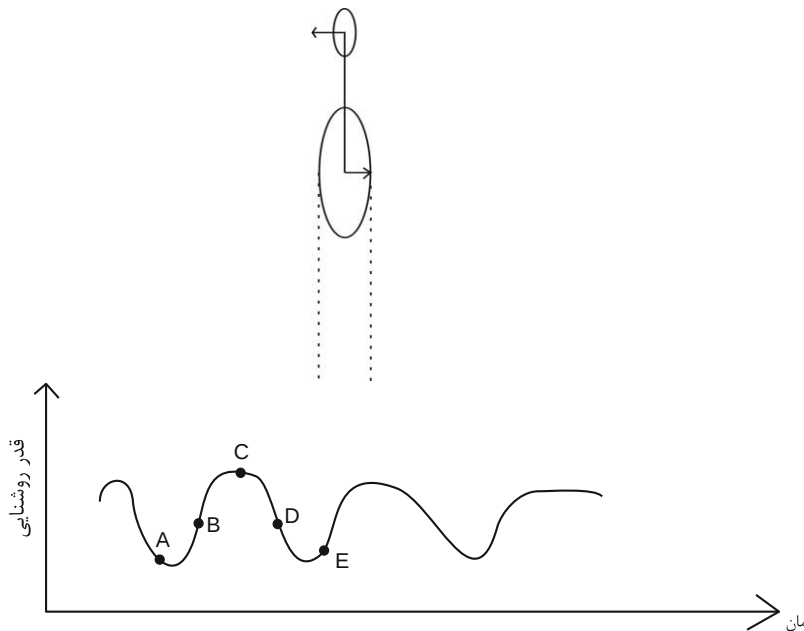
$$\begin{aligned} m - M &= 5 \log_{10} (D/10) \\ -M &= -m + 5 \log (D/10) \Rightarrow M = m - 5 \log D + 5 \log_{10} 10 \end{aligned}$$

$$M = m_v + 5 - 5 \log D, D = \frac{1}{P} \Rightarrow M = m_v + 5 + 5 \log P \quad (5-3)$$

بدین ترتیب منحنی نوری ستارگان دوتایی طیفی برای زاویه (i) که زاویه بین خط دید ناظر و شعاع مدار نسبیه دو ستاره است در موقعیت‌های مختلف در شکل زیر نشان داده شده است.

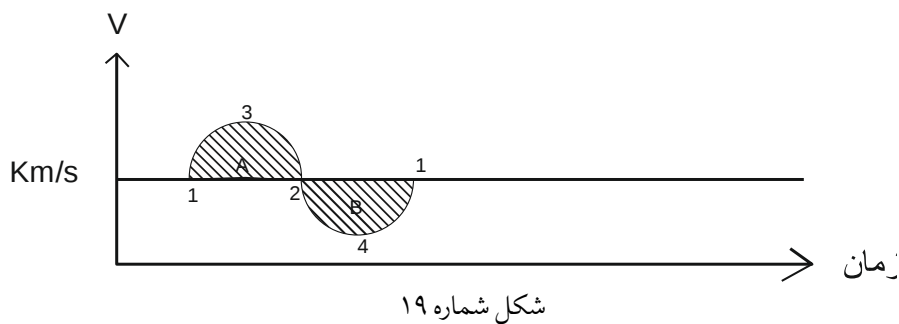


شکل شماره ۱۸



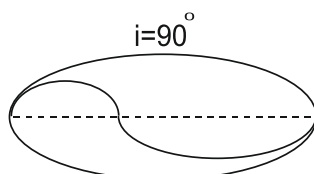
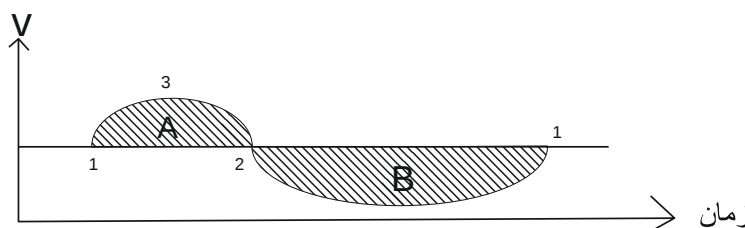
با در نظر گرفتن سه نوع مدار چرخش ستارگان دوتایی از لحاظ زاویه دید می‌توان شکل منحنی تغییرات سرعت شعاعی را بر حسب زمان رسم کرد.

(a) هر گاه مرکز ثقل به عنوان مرکز انتخاب شود یعنی سطح مداری ستاره منطبق بر خط دید باشد در این صورت مدار دایره و تغییرات به شکل زیر است:



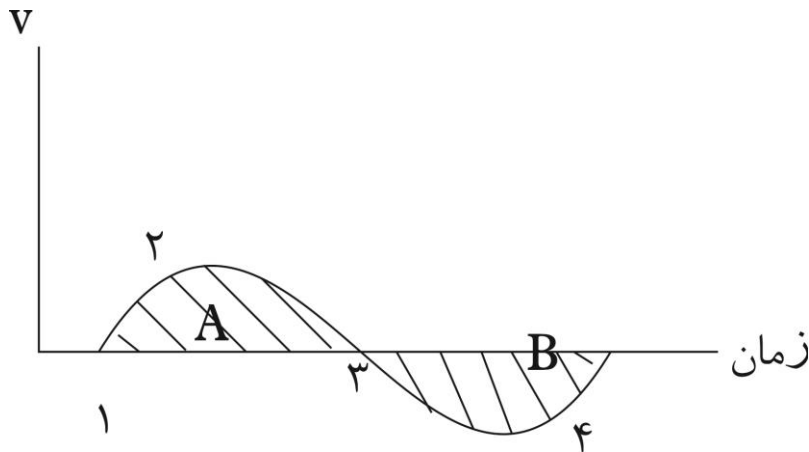
(b) در حالت دیگر بیضی است که قطر ۱ طول آن عمود بر خط دید ناظر می‌باشد.

شکل شماره ۲۰



(c) در حالت C بیضی که قطر اصول آن در امتداد خط دید ناظر است

شکل شماره ۲۱



اگر زاویه بین خط عمود بر مدار ستاره دوتایی طیفی با خط دید 90° باشد به ترتیب ذیل می‌توانیم سرعت‌های واقعی دو عضو یعنی V_1 و V_2 را محاسبه نماییم.

نظر به اینکه در حالت کلی می‌تواند هر زاویه دیگری باشد، لذا سرعت‌ها را به صورت $V_1 \sin i$ و $V_2 \sin i$ در نظر می‌گیریم.

با توجه به اینکه زمان لازم برای طی یک دور کامل برای هر یک از اعضاها برابر است پس سرعت دو ستاره تناسب با شعاع مدار آنها خواهد داشت یعنی

$$\frac{V_1}{V_2} = \frac{d_1}{d_2} = \frac{V_1 \sin i}{V_2 \sin i} \quad (6-3)$$

چرا که:

$$\frac{V_1 = d_1 \omega_1}{V_2 = d_2 \omega_2} \Rightarrow \frac{V_1}{V_2} = \frac{d_1}{d_2}$$

بنا به تعریف مرکز جرم: $d_1 M_1 = d_2 M_2$ پس خواهیم داشت:

$$\frac{V_1}{V_2} = \frac{d_1}{d_2} = \frac{M_2}{M_1} \quad (7-3)$$

بدین ترتیب اندازه گیری $V_1 \sin i$ و $V_2 \sin i$ منجر به محاسبه $\frac{M_2}{M_1}$ خواهد شد.

هر گاه V_1 و V_2 معلوم باشد می‌توانیم شعاع مدار دو ستاره را از رابطه زیر به دست آوریم.

$$V_1 T = 2\pi d_1 \quad V_2 T = 2\pi d_2 \quad (8-3)$$

چون تنها $V_1 \sin i$ و $V_2 \sin i$ قابل اندازه‌گیری هستند.

پس فقط میتوان $d_1 \sin i$ و $d_2 \sin i$ را به دست آورد.

با استفاده از قانون سوم کپلر میتوان نوشت:

$$(M_1 + M_2) = \frac{(d_1 + d_2)^3 \sin^3 i}{T^2} \quad (9-3)$$

تمامی کمیات در طرف راست معادله را میتوان از رصد بدست آورد در حالی که کوچکتر از ۹۰ باشد

فقط میتوان پایین ترین حد مجموع جرم‌ها و محدوده آنها را مشخص ساخت

$$M_1 + M_2 \geq \frac{(d_1 + d_2)^3 \sin^3 i}{T^2}$$

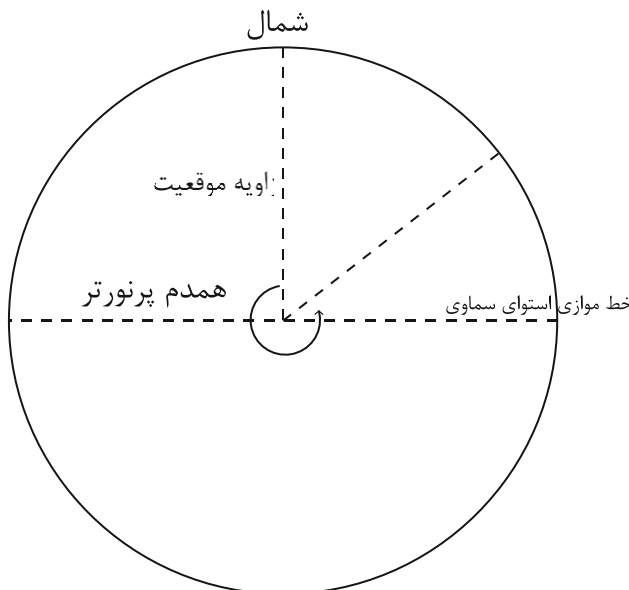
پایین ترین حد همان علامت مساوی است

نتیجه: بطور کلی برای ستارگان دوتایی طیفی مسئله تعیین تمایل صفحه مدار غیر قابل حمل است زیرا انتقال دوپلری فقط اطلاعات مختصری درباره سرعت‌ها یعنی مؤلفه‌های شعاعی به ما خواهد داد در این حالت بهترین کاری که میتوان انجام داد این است که با فرض زاویه صفحه مدار جرم مربوط به آنرا استخراج کرد. با فرض زاویه ۹۰ (نیم رخ) میتوان تجزیه و تحلیل انجام داد و حد پایین تری برای جرم دو ستاره به دست آورد

مشخصات مهم در بررسی ستارگان دوتایی:

دو مشخصه منظومه‌های دوتایی که یافتن و تشخیص دو همدم را در آسمان ساده تر می‌کند. جدایی زاویه‌ای و زاویه موقعیت دو مولفه هستند، زاویه موقعیت (PA) زاویه‌ای است که در راس آن مولفه اصلی منظومه دوتایی قرار دارد پس از آن خطی به سوی ستاره همدم رسم می‌کنیم و از همان مولفه اصلی خطی هم به سوی شمال متصل می‌کنیم در

این حال زاویه‌ای بدست می‌آید زاویه بین دو خط شمالی و همدم را به صورت پادساعتگرد محاسبه می‌کنیم به این زاویه، زاویه PA موقعیت می‌گویند.



شکل شماره ۲۲

تغییرات زاویه موقعیت دوتایی‌ها طی چند سال وضعیت مداری دو ستاره را نشان می‌دهد رصدهای دقیق ویلیام هرشل و پسرش جان از ستارگان دوتایی و ثبت موقعیت آنها سبب شده است که بررسی مداری تعدادی از این دوتایی‌ها ممکن باشد، چرا که بعد دو قرن زاویه موقعیت آنها تفاوت چشم‌گیری کرده است.

زاویه دیگر زاویه جدایی دو ستاره از هم است که بر حسب درجه، دقیقه و ثانیه قوسی سنجیده می‌شود. در دوگانه‌هایی که فاصله دو مولفه از هم حداقل ۳ دقیقه قوس باشد به شرط هم درخشش بودن و چشم تیزبین بدون ابزار اپتیکی می‌توان آنها را تفکیک کرد.

به عنوان مثال عناق و سها حدود ۸/۱۱ دقیقه قوسی با هم فاصله دارند، شاید مرز توان تفکیک چشم غیر مسلح ۴ شلیاق باشد که ۳/۵ دقیقه قوسی با هم فاصله دارند، با دوربین‌های دو چشمی با بزرگ‌نمایی ۱۵ تا ۲۰ برابر ۱۵ تا ۲۰ ثانیه قوسی قابل تفکیک است و با تلسکوپهای متوسط آماری ۲ تا ۳ ثانیه قوسی هم قابل ردیابی می‌باشد.

تبصره: طریقه محاسبه قدرت تفکیک یک تلسکوپ (Resolving Power)

قدرت تفکیک یک تلسکوپ به قطر عدسی آن بستگی دارد اگر دو شعله شمع را در نزدیک هم قرار دهیم تا فاصله‌ای آنها را به صورت دو شعله می‌بینیم و اگر این فاصله به تدریج دورتر شود کم کم به صورت یک شعله واحد دیده می‌شود علم اپتیک ثابت می‌کند اگر فاصله دو شعله از یکدیگر به اندازه ۶ دقیقه باشد چشم انسان توان تفکیک دارد و اگر از این مقدار کوچکتر شود کم توان تفکیک را از دست می‌دهد.

قدر تفکیک یک عدسی تلسکوپ برابر است با ۵ تقسیم بر قطر عدسی شیئی (اینچی) و یا ۱۲۵ (تقسیم بر قطر عدسی به میلیمتر) که جواب این فرمول به ثانیه بدست می‌آید.

مثال: قطر عدسی شیئی تلسکوپ ۱۵۰ میلیمتر است قدرت تفکیک آن چقدر است؟
جواب ۱۲۵ تقسیم بر ۱۵۰ مساویست با $\frac{0.83}{0}$ (هشتاد و سه صدم) ثانیه یعنی اگر این دو ستاره به اندازه $\frac{0.83}{0}$ ثانیه از هم فاصله داشته باشند با تلسکوپ مذکور قابل تشخیص هستند.

قدرت تفکیک تلسکوپ ۲۰۰ اینچی مونتی‌الومار $\frac{0}{0.25} = 0.025$ ثانیه می‌باشد.

قدرت جذب نور یک تلسکوپ

قدرت جذب نور یک تلسکوپ بستگی به این دارد که کلیه شعاع‌های پراکنده شده یک مجموعه را جذب کند و به مردمک چشم ما برساند معمولاً چشم یک انسان کمترین نوری را که می‌تواند تشخیص دهد از مرتبه قدرشش می‌باشد از این مقدار کمتر قابل مشاهده نیست پس بر این مبنا فرمولی را طرح می‌ریزیم.

* قطر عدسی شیئی تلسکوپ به میلیمتر تقسیم بر ۶ و سپس خارج قسمت را به توان ۲ می‌رسانیم و حاصل را در ۱۰۰ ضرب می‌کنیم.

مثلاً تلسکوپ P که قطر عدسی شیئی آن ۲۵ میلیمتر است اگر آنرا تقسیم بر ۶ کنیم ۴ برابر قطر مردمک چشم انسان را نشان می‌دهد و چون آن را به توان ۲ برسانیم برابر عدد ۱۶ می‌شود، که عدد 16×100 مساوی با ۱۶۰۰ است که این مقدار بیش از چشم معمولی انسان مقدار جذب نور عدسی تلسکوپ را نشان می‌دهد. و می‌توان با آن تا نزدیک ستارگان قدر ۹ را مشاهده کرد.

قدر ستارگان	قدرت نورافشانی	قدر ستارگان	قدرت نورافشانی
۱	۱	۱۰	۳۹۸۲.۶۹
۲	۲/۵۱۲	۱۱	۱۰۰۰۴.۵۲
۳	۶.۳۱	۱۲	۲۵۱۳۱
۴	۱۵.۸۵	۱۳	۶۳۱۲۹
۵	۲۹.۸۲	۱۴	۱۵۸۵۸۲
۶	۱۰۰.۰۲	۱۵	۳۹۸۳۵۹
۷	۲۵۱.۲۵	۱۶	۱۰۰۰۶۷۸
۸	۶۳۱.۱۵	۱۷	۲۵۱۳۷۰۳
۹	۱۵۸۵.۴۶	۱۸	۶۳۱۴۴۲۲

جدول شماره ۳

پس از کشف راس الغول تعداد زیادی از این نوع ستارگان کشف شدند، تحلیل تغییرات نوری این دوتایی‌ها به منظور استخراج اطلاعات فیزیکی، نخستین بار در سال ۱۸۸۰ میلادی (۱۲۵۹ هجری شمسی) توسط پیکرینگ صورت گرفت. بعدها ستاره شناسان مشهور دیگری همچون هنری نوریس راسل هارلوشپلی و کوپال قسمت عمده‌ای از فعالیتهای خود را به بررسی این موضوع اختصاص دادند. شاید به نظر می‌رسد تعداد ستاره‌هایی که اولاً دوتایی باشند و ثانياً صفحه مدار آنها در امتداد خطوط دید ما قرار گیرد و در نتیجه از نوع گرفتی باشند، کم است. ولی چنین نیست به طوری که ۰/۱ درصد

کل ستاره‌های کهکشان ما در حدود 10^8 یا 10^9 از این گونه هستند که رقم بالایی است و اهمیت ویژه آنها را نشان می‌دهد.

روشهای نورسنجی

سه روش عمده در نورسنجی عبارتند از:

۱. نورسنجی به کمک عکاسی
۲. نورسنجی به کمک طیف نگاری
۳. نورسنجی به روش فوتوالکتریک

نورسنجی به کمک عکاسی

اولین عکسبرداری نجومی در سال ۱۸۵۰ توسط یونندو ویپل (۱۲۲۹ هجری شمسی) انجام گرفت، عکس گرفتن از آسمان و مقایسه عکسها با هم در زمانهای مختلف می‌تواند اطلاعات زیادی در مورد ستارگان به ما بدهد. این روش نورسنجی بر اساس گرفتن عکسهای مکرر از آسمان مقایسه عکسهای متفاوت با استفاده از مقایسه گری الکترونیکی صورت می‌پذیرد. این مقایسه گر می‌تواند جابجایی و حرکت اجرام سماوی را به ما نشان بدهد.

روش ساخت و کار مقایسه گر الکترونیکی برای شناسایی اجرام متحرک در آسمان فرض کنید دو عکس با فاصله زمانی مثلا یک هفته یا یک ماه از منطقه‌ای از آسمان که جسم متحرک در آن قرار دارد تهیه کرده اید. در این فاصله زمانی جسم متحرک نسبت به ستاره‌های زمینه آسمان کمی جا به جا شده است، ولی آیا این جابه جایی همیشه به اندازه‌ای است که بتوان با نگاه کردن به عکسها تشخیص داد؟ نگران نباشید دستگاه مقایسه گر به مدد شما خواهد آمد.

اساس کار دستگاه بسیار ساده است. نور دو لامپ که متناوبا روشن و خاموش می‌شود از دو نگاتیو عکاسی که از یک منطقه آسمان گرفته شده اند عبور می‌کند.

بدین ترتیب دو تصویر مستقل به کمک عدسیهای چشمی بر روی شبکه دو چشم ما ایجاد می‌کنند اگر زمان روشن و خاموش شدن لامپها دریافتی از دو چشم مناسب باشند، مغز قادر خواهد بود پیامهای دریافتی از هر دو چشم را با هم مقایسه کند و هر گونه تغییر بین دو نگاتیو را آشکار نماید. در واقع این قدرت تشخیص به حساسیت چشم مربوط می‌شود.

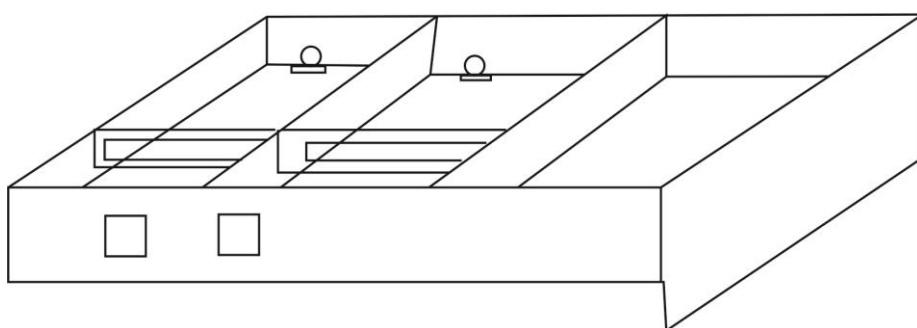
چشم انسان می‌تواند فرکانس‌های کمتر از ۱۰ هرتز را تشخیص دهد. یعنی اگر لامپی در هر ثانیه ۱۰ بار روشن و خاموش شود چشم انسان قادر به تشخیص آن نخواهد بود. در دستگاه مقایسه گر از این خاصیت ذاتی چشم کمک می‌گیریم به کمک پتانسیومتری که برای این منظور تعبیه شده است میتوان بسامد چشمک زدن لامپها را تنظیم کرد.

حالا فرض کنید که دو عکس از آسمان گرفته ایم که دقیقا عین هم هستند، ولی در یکی از آنها فقط یک ستاره جابه جا شده است. چون دو تصویر بر هم منطبق هستند ولی در یکی از آنها فقط یک ستاره جابه جا شده است چون دو تصویر برهم منطبق هستند چشمان ما فقط یک تصویر ثابت می‌بیند که با بسامد معین روشن و خاموش می‌شود.

چون این بسامد در محدوده حساسیت چشم نیست در نتیجه تصویر را چشمک زن نمی‌بینیم ولی مکان جسم متحرک بر روی دو تصویر بر هم منطبق نیستند و یا نصف بسامد بقیه نقاط تصویر روشن و خاموش می‌شود، چون این بسامد در محدوده حساسیت چشم است قادر خواهیم بود که چشمک زدن جسم متحرک را ببینیم.

روش ساخت دستگاه

برای ساخت دستگاه مقایسه گر احتیاج به یک مدار چشمک زن قابل تنظیم دو لامپی دارید. این مدار را می‌توان به صورت کیت آماده تهیه کرد. لامپها سفید و حداکثر ۶ ولتی هستند (لامپهای با شدت نور بیشتر چشم را آزار می‌دهد) مدار چشمک زن یک پتانسیومتر و یک کلید دارد که می‌توان روی جعبه نصب کرد.



شکل شماره ۲۳

دو عدسی چشمی با فاصله کانونی ۳ تا ۵ سانتی متر تهیه کنید از هر نوع چشمی که فاصله کانونی اش در این محدوده باشد می‌توان استفاده کرد. عدسیها را باید طوری روی جعبه نصب کرد که فاصله بین مرکزشان برابر فاصله بین مرکز دو چشم باشد. در کانون عدسیها نگاتیو قرار می‌گیرد.

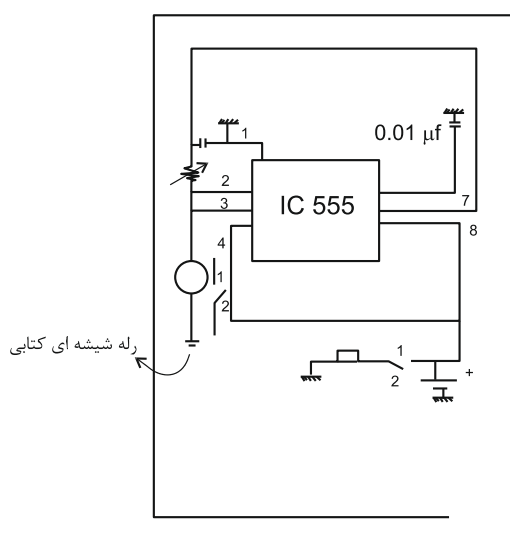
در کانون عدسیها نگاتیوها قرار می‌گیرند. در کانون باید پایه نگه دارنده‌ای برای نگاتیوها تعبیه کرد. عدسیها را باید بگونه‌ای روی جعبه نصب کنید که هر دو کادر پایه نگهدارنده یکی دیده می‌شود.

برای آزمایش دستگاه می‌توان از دو قطعه عکس ۳×۴ مشابه که یکی علامت گذاری شده است استفاده کرد. دو عکس را در محل قرارگیری نگاتیوها قرار دهید و طوری آنها را جابه‌جا کنید که یکی دیده شوند. در دستگاه را ببندید و چشمک زن را روشن کنید. با پتانسیومتر زمان چشمک زن را روشن کنید با پتانسیومتر زمان چشمک زدن لامپها را به

آرامی تغییر دهید. در بسامد خاصی یک تغییر ثابت مشاهده خواهید کرد که علامت مورد نظر چشمک می‌زند.

صفحه‌ای که به صورت خط چین در شکل ۲۳ نشان داده شده است بین دو لامپ و دو نگاتیو قرار می‌گیرد این صفحه برای مستقل عمل کردن چشمها لازم است. همچنین برای اینکه نور به طور یکنواخت به نگاتیوها برسد می‌توان لامپها را رنگ سفید زد و یا از صفحه‌ای شیری رنگ بین لامپها و نگاتیوها استفاده کرد. (خرداد ۱۳۷۱-۳۲)

شکل شماره ۲۴

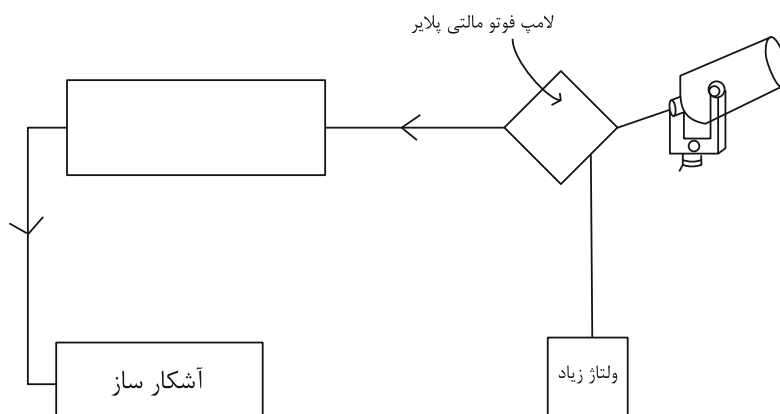


نورسنجی فوتوالکتریک

یکی از مهمترین روشهای نورسنجی ستاره‌های متغیر، نورسنجی به طریق فوتوالکتریک است. در این روش نور ستاره دوتایی بعد از عبور از تلسکوپ به سمت

لامپی به نام لامپ فوتومالتی پلایر هدایت می‌شود. این لامپ با ولتاژی در حدود ۱۰۰۰ ولت تغذیه می‌شود. و قادر است نور رسیده را به جریان الکتریکی تبدیل کند، جریان الکتریکی تولید شده بعد از عمل تقویت به دستگاه آشکار ساز یا دستگاه ثبت می‌رود. کار دستگاه ثبت، ثبت نوسانات الکتریکی تولید شده است. در اثر تغییرات نور ستاره بر حسب زمان، بدان معنی که اگر شدت نور دوتایی بعلت کسوف کم شود، جریان الکتریکی تولید شده توسط لامپ فوتومالتی پلایر کم می‌شود، و در نتیجه دستگاه ثبت یا آشکار ساز این تغییر را ثبت می‌کند.

بعد از ثبت اطلاعات، که معمولاً بر حسب زمان تناوبی دوتایی انتخاب شده از چند شب تا چند ماه طول می‌کشد، اطلاعات به صورت فرمت خاصی ذخیره شده و در مرحله بعدی انجام محاسبات و رسم منحنی نوری ستاره صورت می‌گیرد.



شکل شماره ۲۵

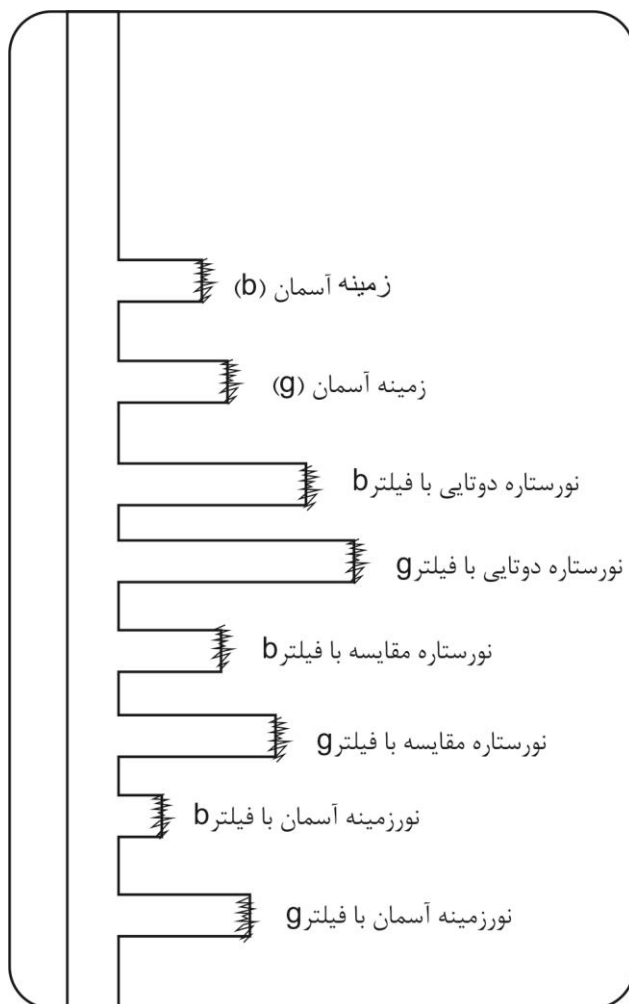
از جمله اطلاعاتی که می‌توان از تحلیل این منحنی به دست آورد. شیب صفحه مدار نسبت به صفحه آسمان، نصف قطر اصول مدار نسبی، نحوه قرار گرفتن این قطر، بیضویت مدار، جرم و شعاع نسبی ستاره‌ها، دمای سطحی آنها و... است در انجام

محاسبات معمولاً از کامپیوتر استفاده می‌شود، انباشت اطلاعات فیزیکی ناشی از نورسنجی ستاره‌های دوتایی می‌تواند سرنخ‌های مهمی در زمینه سرگذشت و سرنوشت ستاره‌های در اختیار اخترشناسان قرار دهد و این یکی دیگر از دلایل اهمیت مطالعه اینگونه متغیرهاست. نمونه رصدی که در رصدخانه ابوریحان بیرونی دانشگاه شیراز مورد مطالعه قرار گرفته است ستاره دوتایی ۱/۱۹۵ ذات الکرسی است، این دوتایی با قدری در حدود ۶/۲ «قابل رویت با دوربین دوچشمی» در نزدیکی ستاره یوتا ذات الکرسی قرار دارد دوره تناوب این دوتایی ۱/۱۹۵ روز است پارامترهای مداری و فیزیکی این دوتایی در سال ۱۳۳۳۶ توسط کوپال و شیلی بدست آمده است. مشاهداتی که در سال ۱۳۶۴ در رصدخانه ابوریحان بیرونی انجام شده است اختلاف کمی را گزارش می‌دهد. مشاهدات مجددی در سال ۱۳۷۰ در مورد همین ستاره با استفاده از تلسکوپ ۵۱ سانتیمتری کاسگرین مجهز به نورسنج فوتونیک صورت گرفت نتایج ۱۳۶۴ را تایید می‌کند.

مقادیر مشخصات	مشخصات رصدی
۰/۷۵	درخشندگی همدم اول نسبت به درخشندگی مجموع
۰/۲۵	درخشندگی همدم دوم نسبت به درخشندگی مجموع
۰/۲۲	شعاع همدم اول نسبت به شعاع مدار نسبی
۰/۳۳	شعاع همدم دوم نسبت به شعاع مدار نسبی
۸۵	زاویه بین خط عمود به صفحه مدار و خط دید ما
$۱/۴۹ \pm ۰/۰۵$	میزان تغییر قدر هنگام گرفت اول با فیلتر آبی
$۱/۶۶ \pm ۰/۰۵$	میزان تغییر قدر هنگام گرفت اول با فیلتر زرد

جدول شماره ۴

نمونه‌ای از اطلاعات ثبت شده توسط دستگاه ثبات برای ستاره RZ ذات الکرسی با دو فیلتر آبی و زرد.



جدول شماره ۵

فصل چهارم:

روش رصد متغیرها با چشم غیر مسلح

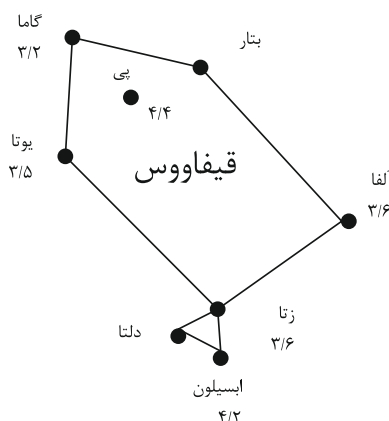
یا با دوربینهای ساده

روش رصد متغیرها با چشم غیر مسلح یا با دوربینهای ساده

برای شروع کار یک نقشه مناسب و مکان رصدی تاریک کافی است، متغیرهایی وجود دارند که می‌توان آنها را با چشم غیر مسلح رصد کرد. بتا - برساوش و دلتای قیفاووس نمونه‌ای از این نوع هستند.



شکل شماره ۲۶

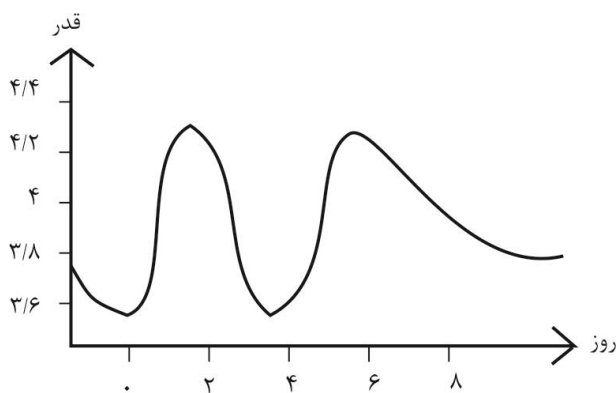


شکل شماره ۲۷

در مرحله بعدی داشتن یک دوربین دو چشمی کوچک 10×50 و نقشه نسبتاً دقیق، برای پیدا کردن ستاره مورد نظر ابتدا ستاره‌ای درخشان را در میدان دید توجه قرار دهید پس از مقایسه ستاره‌ها با نقشه و اطمینان از درستی محل نشانه‌گیری دوربین، به سراغ ستاره‌های کم نورتر بروید، اگر در تلسکوپ شما از چشمی‌های متغیر استفاده می‌شود، ابتدا بزرگ‌نمایی را کم کنید تا با وسعت دید بازش ستاره مد نظر را انتخاب و سپس بعد از پیدا کردن، بزرگ‌نمایی را برای دقت بیشتر کار زیاد کنید، مهمترین کار در رصد متغیرها تخمین قدر متغیر است درخشندگی آن را با دو یا چند ستاره مقایسه کنید ستاره‌های مقایسه نباید متغیر باشند بهتر است که آنها در همان میدان دید قرار داشته

باشند و حداقل یکی کم نورتر و یکی پرنورتر از متغیر باشد. حالا با مقایسه دقیق تر و در نظر گرفتن اختلاف قدرها می‌توان قدر ستاره متغیر را تخمین زد.

مثلا ستاره δ - قیفاووس سردسته گروهی از متغیرها است که به متغیرهای قیفاوسی مشهورند. این گونه ستارگان به آرامی می‌تپند یعنی به طور منظم منبسط و منقبض می‌شوند. این تپش باعث می‌شود که شعاع و دمای سطحی آنها در حدود ۱۰ درصد تغییر کند.



شکل شماره ۲۸

قدر دلتای - قیفاووس را می‌توان با توجه به ستارگان اطرافش تخمین زد و در اطراف آن دو ستاره یکی زتا ($3/6$) و اپسیلون ($4/2$) وجود دارد، در بیشترین درخشندگی دلتا کمی از زتا پرنورتر می‌شود و در کمترین درخشندگی کمی از اپسیلون کم نورتر می‌شود. پس اگر قدری پرنورتر از زتا بود قدرش حدود $3/7$ و اگر درست بین زتا و اپسیلون باشد، حتما قدرش $3/9$ است.

پس با استفاده از شکل صورت فلکی جای دلتای قیفاووس را پیدا کنید هر شب آن را رصد کنید و نتایج رصد را ثبت کنید قدر ستاره را با دقتی در حدود $0/1$ ثبت کنید برای این مساله می‌توانید در قالب یک تیم کار کنید بعد از پایان کار مختصات قدر - زمان را بکشید. این نمودار را منحنی نوری ستاره می‌نامند.

نتیجه یکی از رصدها که در تحقیق در این ستاره بدست آمده در جدول زیر ملاحظه می‌کنید (تیر ۱۳۷۳)

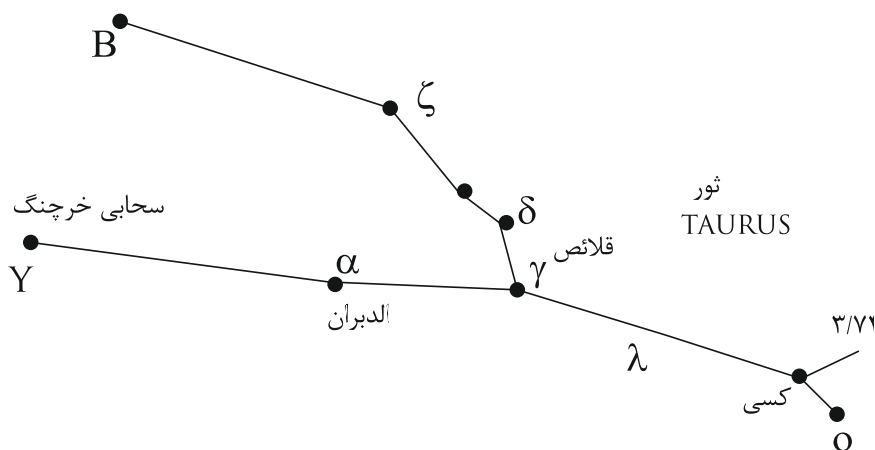
تاریخ جولیانی	قدر
۲۴۴۸۱۷۰/۶۳	۴
۲۴۴۸۱۷۳/۵۵	۴/۴
۲۴۴۸۱۷۵/۵۸	۴
۲۴۴۸۱۷۶/۵۸	۳/۵
۲۴۴۸۱۷۷/۵۵	۳/۸
۲۴۴۸۱۷۸/۵۷	۴
۲۴۴۸۱۷۹/۵۹	۴/۴
۲۴۴۸۱۸۱/۵۴	۳/۷
۲۴۴۸۱۸۲/۵۵	۳/۸
۲۴۴۸۱۸۴/۴۹	۴
۲۴۴۸۱۸۵/۵۱	۴/۲
۲۴۴۸۱۸۶/۵۵	۴
۲۴۴۸۱۸۸/۵۵	۴/۰
۲۴۴۸۱۹۲/۵۹	۳/۸
۲۴۴۸۱۹۳/۵۰	۴/۰
۲۴۴۸۱۹۴/۴۹	۴/۱
۲۴۴۸۱۹۵/۵۷	۴/۳
۲۴۴۸۱۹۷/۵۱	۴/۰
۲۴۴۸۲۰۱/۵۰	۴/۵
۲۴۴۸۲۰۲/۵۱	۴/۱

جدول شماره ۶

در ۲۰ شب متوالی قدر ستاره دلتا قیفاووس را تخمین زده است همان طور که می‌بینید روزها بر حسب تاریخ جولیانی نوشته شده است. پس از آنکه اعداد مربوط به قدر ستاره متغیر در شبهای متوالی به دست آمد، آنها را بر روی مختصات زمان - درخشندگی پیاده

می‌کنیم و دوره تناوب آن را به دست می‌آوریم. برای این متغیر دوره تناوب حدود $5/366269$ بدست می‌آید.

شایان ذکر است فصل مناسب برای دلتای قیفاووس تابستان و پاییز است، اگر در زمستان و بهار رصد می‌کنید ستاره زتای - جوزاء مناسب است. دوره تناوب آن در حدود $0/15073$ می‌باشد.



شکل شماره ۲۹

ژولین دیت (JD)

معمولاً در رصدهای علمی زمان را بر حسب تاریخ ژولینی می‌سنجند ژوزف اسکالیگر در سال ۱۵۸۲ میلادی به افتخار نام پدرش ژولیوس این تاریخ را پیشنهاد داد تاریخ ژولینی تعداد روزهای گذشته از ظهر اول ژانویه ۴۷۱۳ قبل از میلاد است تعداد ساعت‌های گذشته از روز را هم به صورت کسر روز در تاریخ منظور می‌کنند به عنوان مثال ۲۰ روز اول ژانویه ۲۰۰۲ به وقت گرینویچ، مطابق تاریخ ژولینی معادل 2452276.33 است. اهمیت این تاریخ این است که برای ثبت‌های نجومی همواره با عددی مثبت مواجه هستیم.

در این فصل روشی برای تبدیل کردن یک تاریخ در تقویمهای ژولینی یا گریگوری به شماره روز ژولینی (JD) نظیر آن و برعکس ارائه خواهد شد.

روز ژولینی در ظهر متوسط گرینویچ یعنی در ۱۲ زمان جهانی شروع می‌شود، مثلاً $2443259/9 = 26/4$ آوریل ۱۹۷۷ در روش‌های مشروحه، زیر اصلاح تقویم گریگوری در نظر گرفته شده است بنابراین این روز بعد از ۴ اکتبر ۱۵۸۲، ۱۵ اکتبر ۱۵۸۲ می‌باشد. سال‌های قبل از میلاد نیز به صورت نجومی شمرده می‌شوند، بنابراین سال قبل از سال ۱+ سال صفر و سال قبل از سال صفر، سال ۱- می‌باشد.

قسمت صحیح x ، یعنی عدد صحیحی را که بعد از ممیز اعشارش قرار دارد، بوسیله $INT(x)$ نمایش خواهیم داد. مثلاً:

$$INT(7/4)=1 \qquad INT(5/999)=5$$

$$INT(8/2)=2 \qquad INT(-4/98)=-4$$

$$INT(5/02)=5$$

محاسبه روز ژولینی (JD)

در ماشین حساب می‌توان تاریخ را به صورت اعداد متوالی ثبت کرد. برای نمونه در ابتدا، سال سپس شماره ماه و بالاخره روز با اعداد اعشاری. بنابر این $22/09$ اوت ۱۹۷۶، را می‌توان با وارد کردن پی در پی اعداد ۱۹۷۶، ۰۸، $22/09$ ثبت کرد. البته ثبت کردن یک تاریخ به صورت یک عدد یگانه ممکن است که جالبتر باشد مثلاً مانند $yyyy.MMDDdd$ که در آن $yyyy$ سال و MM ماه و $DDdd$ روز ماه با اعداد اعشاری است.

در این حالت عدد ماه را می‌بایست به صورت یک عدد دورقمی نوشت، سپس برنامه باید به گونه‌ای تنظیم شود که اعداد JD را از هم جدا کند و به ذخیره کردن آنها در ثبات‌های مناسب پردازد. مثلاً برای $22/09$ اوت ۱۹۷۶ عدد $1976/082209$ به ماشین حساب داده می‌شود. که در یک ثبات $1976=yyyy$ در دیگری $MM=08$ و سومین ثبات $DD.dd=22/09$ ذخیره می‌گردد.

در آنچه که ذیلا می‌آید فرض خواهیم کرد که این جداسازی انجام شده است.

اگر MM بزرگتر از ۲ باشد، می‌نویسیم:

$$m = MM \text{ و } yyyy$$

اگر ۲ یا ۱ = MM، می‌نویسیم:

$$m = MM + ۱۲ \text{ و } yyyy - ۱$$

اگر عدد yyyy.MMDDdd بزرگتر یا مساوی ۱۵۸۲/۱۰۱۵ باشد (یعنی در تقویم گریگوری) چنین محاسبه می‌کنیم:

$$A = INT\left(\frac{y}{۱۰۰}\right) \Rightarrow B = ۲ - A + INT\left(\frac{A}{۴}\right) \quad (۱-۴)$$

اگر ۱۵۸۲/۱۰۱۵ < yyyy.MMDDdd محاسبه کردن A و B لزومی ندارد.

آنگاه روز ژولینی مطلوب عبارتست از:

$$JD = INT(۳۶۵/۲۵y) + TNT(۳۰/۶۰۰۱(m+۱)) + DD.dd + ۱۷۲۰۹۹۴/۵$$

و اگر تاریخ بر حسب تقویم گریگوری باشد مقدار B را به این نتیجه اضافه کنید.

مثال: الف - JD متناظر با ۴.۸۱ اکتبر ۱۹۵۷، زمان عزیمت اسپوتنیک را محاسبه کنید.

چون ۱۰ = MM بزرگتر از ۲ است داریم:

$$y = ۱۹۵۷ \text{ و } M = ۱۰$$

چون ۱۵۸۲.۱۰۱۵ > ۱۹۵۷.۱۰۰۴۸۱ تاریخ بر حسب گریگوری می‌باشد و چنین حساب می‌شود:

$$A = TNT\left(\frac{۱۹۵۷}{۱۰۰}\right) = INT(۱۹.۵) = ۱۹$$

$$B = ۲ - ۱۹ + INT\left(\frac{۱۹}{۴}\right) = ۲ - ۱۹ + ۴ = -۱۳$$

$$JD = INT(۳۶۵.۲۵ \times ۱۹۵۷) + INT(۳۰.۶۰۰۱ \times ۱۱) + ۴/۱۸ + ۱۷۲۰۹۹۴.۵ - ۱۳$$

$$JD=2436116.31$$

ب) JD متناظر با ساعت ۱۶ روز ۲۱ دسامبر ۲۰۱۵ را حساب کنید.

چون $MM=12$ بزرگتر از ۲ است داریم:

$$m=12, y=2015$$

چون $2015.1266 > 1582.1015$ تاریخ بر حسب گریگوری می‌باشد و چنین حساب می‌شود:

$$A = \text{INT}\left(\frac{2015}{100}\right) = \text{INT}(20.15) = 20$$

$$JD = \text{INT}(365.25 \times 2015) + \text{INT}(30.6001(13)) + 21.66 + 1720994405$$

$$735978 + 397 + 21.66 + 1720994405$$

$$JD=2457391.2$$

محاسبه تاریخ تقویمی از روز ژولینی (JD)

۰.۵ را به JD اضافه می‌کنیم و فرض کنید z قسمت صحیح و f بخش کسری نتیجه باشد.

اگر $z < 2299161$ ، A را مساوی z قرار می‌دهیم، اگر z بزرگتر یا مساوی ۲۲۹۹۱۶۱ باشد، محاسبه کنید:

$$\alpha = \text{INT}\left(\frac{z - 1867,216.25}{36524.25}\right)$$

$$A = z + 1 + \alpha - \text{INT}\left(\frac{\alpha}{4}\right)$$

آن گاه محاسبه کنید:

$$B = A + 1524$$

$$C = \text{INT}\left(\frac{B - 122.1}{365.25}\right)$$

$$D = \text{INT}(365.25c)$$

$$E = \text{INT}\left(\frac{B-D}{360.6001}\right)$$

بنابر این روز ماه (با اعشار) از

$$B-D-\text{INT}(360.6001E)+f$$

m شماره ماه عبارت است از

$$E-1 \text{ اگر } E < 13.5$$

$$E-13 \text{ اگر } E > 13.5$$

و سال

$$E > 2.5 \text{ اگر } C-4715$$

$$E < 2.5 \text{ اگر } C-4715$$

تاریخ تقویمی متناظر با $JD=2457391.2$ را محاسبه کنید:

$$2457391.2 + 0.5 = 2457391.7$$

$$f=0.7 \text{ و } z=2457391 \text{ بنابراین}$$

چون $z > 2299161$ ، داریم:

$$\alpha = \text{INT}\left(\frac{2457391 - 187216.25}{36524.25}\right)$$

$$A = 2457391 + 1 + 16 - \text{INT}\left(\frac{16}{4}\right)$$

سپس به دست می‌آوریم:

$$B=2458928, C=6731, D=2458497, E=14$$

$$431-428+0.7=3.7 \text{ روز ماه}$$

$$m=E-13 \Rightarrow 14-13=1 \quad E > 13.5$$

$$C-4716=2015$$

محاسبات عددی ستارگان دوتایی:

اجزای مداری یک ستاره دوتایی عبارتند از:

p : دوره تناوب گردش برحسب سال خورشیدی متوسط

T : زمان عبور قرین ستاره‌ای که عموماً به صورت یک سال و اعشار داده می‌شود.

e : خروج از مرکز مدار حقیقی

a : نیمه قطر بزرگ بر حسب ثانیه درجه

i : تمایل صفحه مدار حقیقی نسبت به صفحه قایم بر خط دید برای حرکت مستقیم در مدار ظاهری i از 0 تا 90 تغییر می‌کند و برای حرکت معکوس، i بین 90 و 180 درجه قرار دارد، هنگامی که i ، 90 باشد مدار ظاهری عبارت است از یک خط مستقیم مار بر ستاره اولیه:

Ω : زاویه موضع گره صعودی

W : طول قرین ستاره، و این عبارتست از زاویه‌ای در صفحه مدار حقیقی که از هنگامی که این اجزایی مداری معلومند زاویه موضع ظاهری، θ ، و فاصله زاویه‌ای، p ، را می‌توان برای هر زمان داده شد t به صورت زیر محاسبه کرد.

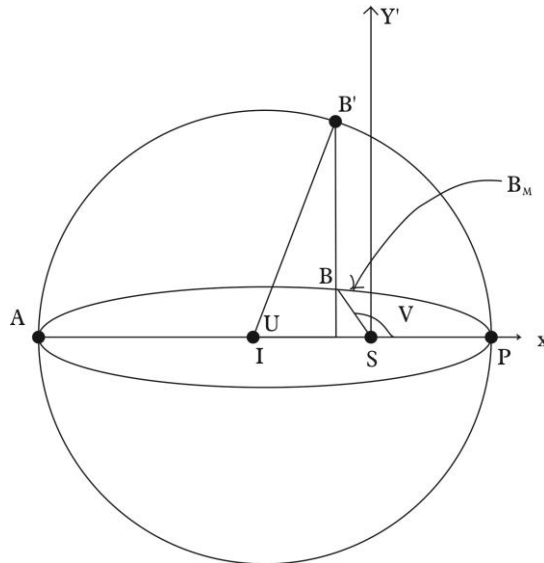
$$n = \frac{360}{p} \quad M = n(t - T) \quad (2-4)$$

n عبارتست از سرعت حرکت سالانه متوسط همدم بر حسب درجه و اعشار و همواره مثبت می‌باشد، M عبارتست از آنومالی متوسط همدم برای زمان داده شده t و سپس معادله کیپلر:

برای تعیین وضع سیاره بر روی مدار از این معادله استفاده می‌کنیم:

فرض می‌کنیم s یکی از کانونهای مدار بیضی گون باشد که مثلاً بر یکی از ستارگان منطبق است و I مرکز بیضی است. راس p از بیضی را که از همه نقاط مدار به ستاره

نزدیکتر است نقطه حضیض و راس A انتهای دیگر قطر اطول را که از همه نقاط از ستاره دورتر است نقطه دورترین فاصله از ستاره یا اوج می‌نامند.



شکل شماره ۳۰

دایره اصلی بیضی را رسم می‌کنیم و نقطه متناظر با B بیضی را روی دایره اصلی B' می‌نامیم، لحظه عبور سیاره از P را t_0 و لحظه‌ای را که سیاره به نقطه B از مدار می‌رسد را t و مدت یک دوران کامل ستاره حول ستاره دیگر را T می‌نامیم. موقعی که ستاره روی مدار خود حرکت می‌کند دو زاویه $B'Sp$ و $B'IP$ نیز برحسب زمان ولی نه متناسب با آن تغییر می‌کند ما این زاویه‌ها را زاویه‌های تغییر مکان می‌نامیم.

زاویه $V=BSP$ را که همان زاویه قطبی ستاره نسبت به قطب S به محوریت ستاره و محور SP می‌باشد را زاویه تغییر مکان حقیقی یا آنومالی حقیقی و زاویه $U = B'IP$ را زاویه تغییر مکان خروج از مرکزی یا آنومالی خروج از مرکزی می‌نامند.

اگر ستاره مدار خود را در همان مدت T ولی با سرعت زاویه‌ای ثابت n طی می‌کند. $n = \left(\frac{2\pi}{T}\right)$ در این صورت در لحظه t زاویه قطبی آن برابر $n(t - t_0)$ می‌شد و ستاره در

این مدت از نقطه P به نقطه B_m می‌رسید. زاویه فرضی B_mSP را زاویه تغییر مکان متوسط یا آنومالی متوسط می‌نامند و آن را با M نمایش می‌دهند:

$$B_mSP = n(t - t_0) = M \quad (3-4)$$

چون ستاره طبق قانون مساحتها حرکت می‌کند سرعت زاویه‌ای آن ثابت نیست بنابراین این B و B_m جز در دو نقطه P و A بر همدیگر منطبق نیستند. اختلاف V-M را معادله مرکز مینامند.

برای تعیین وضع ستاره بر روی مدار در یک لحظه t کافی است رابطه بین M و V را پیدا کنیم و برای اینکار ابتدا رابطه بین V و u و سپس رابطه بین u و M را بدست می‌آوریم: نسبت به یک دستگاه محورهای متعامد $S \times y$ که در آن S_x در امتداد و جهت SP اختیار شده است، می‌توان نوشت:

$$(4-4)$$

$$X = r \cos V = a(\cos u - e)$$

$$Y = r \sin V = a\sqrt{1 - e^2} \sin u$$

و از آنجا به سهولت نتیجه می‌شود:

$$r = a(1 - e \cos u)$$

$$\cos V = \frac{\cos u - e}{1 - e \cos u}$$

روابط بالا را می‌توان این گونه نوشت:

$$r \left(\cos^2 \frac{V}{2} + \sin^2 \frac{V}{2} \right) = a(1 - e \cos u)$$

$$r = \left(\csc^2 \frac{V}{2} - \sin^2 \frac{V}{2} \right) = a(\cos u - e) \quad (5-4)$$

و از آنجا:

$$r \cos^2 \frac{V}{2} = \frac{a}{2} (1 - e)(1 + \cos u) = a = (1 - e) \cos^2 \frac{u}{2}$$

$$r \sin^2 \frac{V}{2} = \frac{a}{2} (1 + e)(1 - \cos u) = a(1 + e) \sin^2 \frac{u}{2}$$

از تقسیم این دو رابطه بر همدیگر نتیجه می‌شود:

$$tg^{\frac{v}{\gamma}} = \frac{1+e}{1-e} tg^{\frac{u}{\gamma}} \quad (6-4)$$

با توجه به اینکه $tg^{\frac{u}{\gamma}}$ و $tg^{\frac{v}{\gamma}}$ همیشه هم علامت هستند می‌توان نوشت:

$$tg^{\frac{v}{\gamma}} = \sqrt{\frac{1+e}{1-e}} tg^{\frac{u}{\gamma}}$$

از رابطه بالا با معلوم بودن u می‌توان V را بدست آورد و بالعکس.

اکنون رابطه بین u و زمان را با استفاده از قانون مساحت‌ها بدست آوریم:

$$r^2 \frac{dv}{dt} = c = \frac{\gamma \pi ab}{T} = na^2 \sqrt{1-e^2} \quad (7-4)$$

و یا

$$r^2 \frac{dv}{du} \cdot \frac{du}{dt} = na^2 \sqrt{1-e^2}$$

به جای r مقدار آن را طبق رابطه $r = a(1 - e \cos u)$ قرار می‌دهیم، نتیجه می‌شود:

$$(1 - e \cos u)^2 \frac{dv}{du} \cdot \frac{du}{dt} = n \sqrt{1-e^2} \quad (8-4)$$

از رابطه $tg^{\frac{v}{\gamma}} \sqrt{\frac{1+e}{1-e}} tg^{\frac{u}{\gamma}}$ بدست می‌آید:

$$\frac{dv}{du} = \sqrt{\frac{1+e}{1-e}} \frac{\csc^{\frac{\gamma}{2}}}{\cos^{\frac{\gamma}{2}}} = \sqrt{\frac{1+e}{1-e}} \frac{1+\cos V}{1-\cos u} \quad (9-4)$$

به جای $\cos V$ مقدار آن را طبق رابطه $r = a(1 - e \cos u)$ قرار می‌دهیم نتیجه می‌شود:

قرار می‌دهیم نتیجه می‌شود:

$$\frac{dv}{du} = \frac{\sqrt{1-e^2}}{1-e \cos u} \quad (10-4)$$

پس داریم:

$(1 - e \cos u)$ و از آنجا:

$$u - e \sin u = n(t - t_0)$$

این معادله به نام معادله کپلر معروف است. رابطه بین u و زمان می‌باشد.

روی شعاع SD واقع است و بنابراین زاویه مکانی آن کمان ND است (زاویه مکانی باید در جهت NLD باشد، فاصله p از رابطه زیر دست می‌آید. اگر r بردار شعاع sf باشد، فاصله p از رابطه زیر بدست می‌آید:

$$P = r \cos GD \quad (۱۱-۴)$$

زاویه مکانی گرهی که کمتر از ۱۸۰ درجه از نقطه N واقع است با Ω نشان داده می‌شود. در شکل $NL = \Omega$ و در نتیجه $LD = \theta - \Omega$

فرض کنید P نقطه‌ای روی مدار واقعی باشد که همدم در آن نزدیکترین فاصله را از ستاره اصلی دارد، این نقطه را حضيض می‌نامند و انتهای دیگر محور بزرگ اوج خوانده می‌شود. نیم محور بزرگ مدار واقعی (برحسب ثانیه قوسی) با a و خروج از مرکز آن با e نشان داده می‌شود. فرض کنید هنگامی که ستاره همدم در f است آنامالی واقعی برابر v باشد. در این صورت با فرض اینکه همدم در جهت پیکان نزدیک p حرکت کند زاویه Fsp برابر v است و در نتیجه $AG = v$ ، اگر کمان LA را w نشان دهیم، آنگاه خواهیم داشت $LG = v + w$ از این رو از مثلث LGd که در D راست گوشه است، داریم:

$$\cos LG = \cos LD \cos GD$$

یا

$$\cos GD = \cos(v + w) \sec(\theta - \Omega) \quad (۱۲-۴)$$

کاهش می‌یابند، مانند وقتی که حرکت زاویه‌ای در جهت GL و LJ بود، حرکت رجوعی است.

از آنجا که مدار همدم را نسبت به ستاره اصلی مورد بررسی قرار می‌دهیم، ستاره اخیر در یک کانون مدار بیضی واقعی قرار خواهد داشت.

حال مدار ظاهری تصویر مدار واقعی روی صفحه عمود بر خط دید است و آن یک بیضی می‌باشد.

اما این الزاما بدان معنی نیست که کانون بیضی واقعی بر کانونی از بیضی ظاهری تصویر شود.

در شکل زیر مدار ظاهری و ستاره اصلی را نشان می‌دهد.

از آنچه در بالا بیان شد، S عموماد کانون این بیضی قرار ندارد.

اگر SN بیانگر جهت زاویه مکانی صفر درجه و SR نشانگر جهت θ که برابر 90° درجه خواهد بود پس معادله کلی بیضی نسبت به SN و SR به عنوان محورهای x و y چنین است.

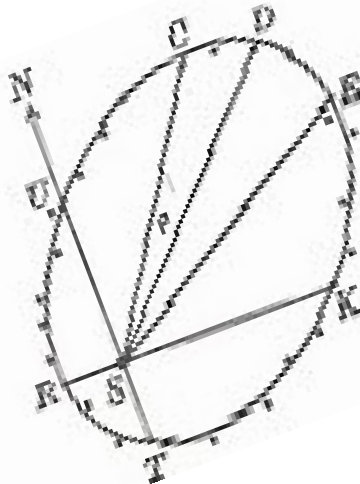
$$Ax^2 + 2Hxy + By^2 + 2Gx + 2Fy + 1 = 0$$

که در آن پنج ثابت مستقل $A, B, \dots, F$ وجود دارد که بیضی ویژه مورد نظر را مشخص می‌کند.

اگر همدم در C باشد، با انجام یک در صد P و θ را بدست می‌آورند.

$$Y = p \cos \theta \quad x = p \sin \theta$$

در اصل انجام پنج رصد مانند رصد یاد شده که در نقاط مختلف مدار پخش شده باشند برای تعیین پنج ثابت $A, B, \dots, F$ در رابطه فوق کافی است.



اما این بیضی به سبب خطاهای اجتناب‌ناپذیر در اندازه‌گیری P و θ نمی‌توان بدقت تعیین شود تعداد زیادی رصد که در طول سالهای بسیار انجام می‌گیرد، یک رشته نقاطی چون $C, D, C, \dots$ را به دست می‌دهند که به کمک آنها می‌توان یک بیضی مقدماتی رسم کرد.

معادله کپلر عبارتست از: $u_0 = M + e \sin u$

که در آن e خروج از مرکز مدار سیاره، M آنومالی متوسط سیاره در یک لحظه مفروض و u آنومالی خارج از مرکز می‌باشد، e و M معلومند و معادله فوق را باید برای u حل کرد، آنومالی خارج از مرکز، u ، یک کمیت کمکی است که برای به دست آوردن آنومالی حقیقی V ، مورد احتیاج است.

معادله $u = M + e \sin u$ یک معادله غیر جبری بر حسب u است و مستقیماً نمی‌تواند حل شود، برای بدست آوردن u دو روش تکرار و بالاخره فرمولی که یک جواب تقریبی را ارائه می‌کند، تشریح خواهیم کرد:

اولین روش:

این نکته را باید تذکر داد که در فرمول $(u = M + e \sin u)$ زاویه‌های M و u باید بر حسب رادیان بیان شوند. بنابراین در ماشین حساب، محاسبات باید در حالت رادیان انجام شوند. با ضرب کردن $\frac{180}{\pi}$ (تبدیل رادیان به درجه) می‌توان از این کار صرف‌نظر کرد فرض کنید e° ، خروج از مرکزی باشد که به این ترتیب اصلاح شده است: $u = M + e \sin u$

برای حل معادله فوق، یک مقدار تقریبی برای u را در سمت راست فرمول قرار می‌دهیم سپس فرمول یک تقریب بهتر برای u ارائه خواهد داد. این مورد تا حدی که دقت مطلوب بدست آید تکرار می‌شود، این عمل را می‌توان بطور خودکار در یک محاسبه برنامه ریزی شونده انجام داد. برای اولین تقریب $u=m$ را به کار ببرید.

$$\begin{aligned} u_0 &= M \\ u_1 &= M + e \sin u_0 \\ u_2 &= M + e \sin u_1 \\ u_3 &= e + \sin u_2 \end{aligned}$$

و الی آخر

$u_1, u_2, u_3, \dots$ تقریباً متوالی و بهتری برای آنومالی خارج از مرکز، cu ، می‌باشند. مثال: معادله کپلر را برای $e = 0.100$ و $M = 5^\circ$ با دقت 0.000001 درجه حل کنید. به دست می‌آوریم:

$$e^\circ = 0.100 \times 180/\pi = 5.72957795$$

و معادله کپلر به صورت زیر در می‌آید:

$$u = 5 + 5.72957795 \sin u$$

که در آن همه کمیت‌ها بر حسب درجه اند، با شروع کردن از $u = M = 5^\circ$ به ترتیب به دست می‌آوریم:

۵/۰۰۰۰۰۰
۵/۴۹۹۳۶۶
۵/۵۴۹۰۹۳
۵/۵۵۴۰۴۲
۵/۵۵۴۵۳۵
۵/۵۵۴۵۸۴
۵/۵۵۴۵۸۹
۵/۵۵۴۵۸۹

جدول شماره ۸

$$p = r \cos(v + w) \sec(\theta - \Omega) \quad (۱۳-۴)$$

همچنین از مثلث LGD به دست می‌آوریم:

$$tg(\theta - \Omega) = tg(v + w) \cos i \quad (۱۴-۴)$$

دوره گردش مداری را با T (برحسب سال) نشان می‌دهیم، حرکت زاویه‌ای میانگین، n ، ستاره همدم به دور s در مدار واقعی از رابطه زیر بدست می‌آید:

$$n = 2\pi/T \quad (۱۵-۴)$$

فرض کنید زمان گذر از حضیض با τ نشان داده شود. در آن صورت آنومالی میانگین M در زمان t با رابطه زیر بدست می‌آید:

$$M = n(t - z) = E - e \sin E \quad (۱۶-۴)$$

که در آن E آنومالی مرکزی است (بی هنجاری) آنومالی واقعی v توسط رابطه زیر به E مربوط می‌شود:

$$tg \, v / \gamma = \left(\frac{(1+e)}{(1-e)} \right)^{\frac{1}{2}} tg \, E / \gamma \quad (۱۷-۴)$$

همچنین داریم:

$$n^2 a^3 = \frac{\xi \pi^2 a^3}{T^2} = G(m_1 + m_2) \quad (18-4)$$

که در آن m_1 و m_2 جرم‌های دو ستاره و G ثابت گرانشی است.

از آنجا که مجموع جرم‌ها بر حسب a و T تعریف می‌شود، T را یک عنصر مدار در نظر می‌گیریم عناصر مدار واقعی عبارتند از $a, e, i, \Omega, \omega, \zeta, T$ ، اگر همه عناصر معلوم باشند مقدار E در لحظه t می‌تواند از رابطه $n = \frac{2\pi}{T}$ و $M = n(t - \zeta) = E$ پیدا می‌شود. و بنابر این آنومالی واقعی v از رابطه $tg \frac{v}{\rho} = \left(\frac{1+e}{1-e}\right)^{\frac{1}{2}} tg \frac{E}{\rho}$ پیدا می‌شود. بنابر این از روابط (۳) و مقادیر θ, ρ را می‌توانیم به دست آوریم. از این راه می‌توان کمیت‌های رصد شده ρ, θ در هر زمان را با مقادیر حساب شده مبتنی بر عناصر مدار واقعی مقایسه کرد. مسئله‌ای که اساساً بیشتر با آن روبه‌رو هستیم یافتن عناصر مدار واقعی از رصد است که ترسیم مدار واقعی را امکان‌پذیر می‌سازد.

لازم به تذکر است که گرچه مقدار زاویه میل ممکن است معلوم باشد ولی صفحه مداری به به طور یکتا معین نیست. از رصد با ریزسنج معلوم نمی‌شود که آیا صفحه مداری واقعی توسط دایره عظیمه HLG مشخص می‌شود، یا به وسیله دایره عظیمه‌ای که فقط توسط کمان LJ از آن در شکل نشان داده شده است. زیرا زاویه DLJ نیز برابر i است حال در مورد صفحه مداری HLG که در آن حرکت زاویه‌ای ستاره همدم در جهت L به A است. واضح است که وقتی همدم از L می‌گذرد، جهت مؤلفه حرکت مداری آن در خط دید به طرف زمین است. در این لحظه زاویه میل $-i$ نشان داده می‌شود. اگر حرکت زاویه‌ای همدم در جهت LJ باشد زاویه میل $+i$ خواهد بود. با این حال این تمایز ساختگی است.

وقتی زاویه مکانی با زمان افزایش می‌یابند. مانند زاویه‌های مکانی در دو مدار بالا که صفحات آنها با LG و LJ تعریف می‌شوند، حرکت مستقیم است

بنابراین مقدار مطلوب عبارتست از:

$$u = 0.554589$$

بعد از اینکه معادله کپلر را حل کردیم، بعد بردار شعاعی، r ، آنومالی حقیقی، v ، را از رابطه‌های زیر حساب می‌کنیم:

$$r = a(1 - e \cos u)$$

$$\tan \frac{v}{2} = \sqrt{\frac{1+e}{1-e}} \tan \frac{u}{2}$$

سپس $(\theta - \Omega)$ را از فرمول زیر به دست می‌آوریم:

$$\tan(\theta - \Omega) = \frac{\sin(v+w) \cos i}{\cos(v+w)} \quad (19-4)$$

البته این معادله را می‌توان به صورت زیر نوشت:

$$\tan(\theta - \Omega) = \tan(v + w) \cos i \quad (20-4)$$

اما در این حالت ربع صحیح به ازای $(\theta - \Omega)$ معین نیست. همانند حالت پیشین بهتر است معادله $(20-4)$ را بدون تغییر رها کنیم و در صورت و مخرج کسر تبدیل مختصات راست گوشه به قطبی را به کاریم این روند زاویه $(\theta - \Omega)$ را یک باره در ربع صحیح قرار خواهد داد.

هنگامی که $(\theta - \Omega)$ پیدا شد، Ω را به آن بیفزایید تا θ حاصل شود. اگر لازم شد نتیجه را به بازه $0^\circ - 360^\circ$ تبدیل کنید.

جدایی زاویه ای، p از رابطه زیر به دست می‌آید:

فرمولهای زیر، توسط جان میوس در مقاله انجمن نجومی بریتانیا به چاپ رسیده است:

$$A = (1 - e^2 \cos^2 w) \cos^2 i \quad (21-4)$$

$$B = e^2 \sin w \cos w \cos i \quad (22-4)$$

$$C = 1 - e^2 \sin^2 w \quad (23-4)$$

$$D = (A - C)^2 + \epsilon D^2 \quad (25-4)$$

$$e^2 = \frac{2\sqrt{D}}{A+C+\sqrt{D}} \quad (26-4)$$

باید تذکر داد که e' از اجزای α و Ω مستقل است و می‌تواند کوچکتر یا بزرگتر از خروج از مرکز حقیقی e باشد.

مثال: خروج از مرکز مدار ظاهر اتای اکلیل شمالی را بیابید اجزای مداری در مساله قبل داده شده است $A=0/2598$

$$B=0/01934B$$

$$C=0/96858$$

$$D=0/51358$$

$$e' = 0/860$$

لذا برای این ستاره دوتایی مدار ظاهری خیلی کشیده تر از مدار حقیقی است.

معرفی چند ستاره دوتایی

راس الغول^۱



عکس شماره ۶

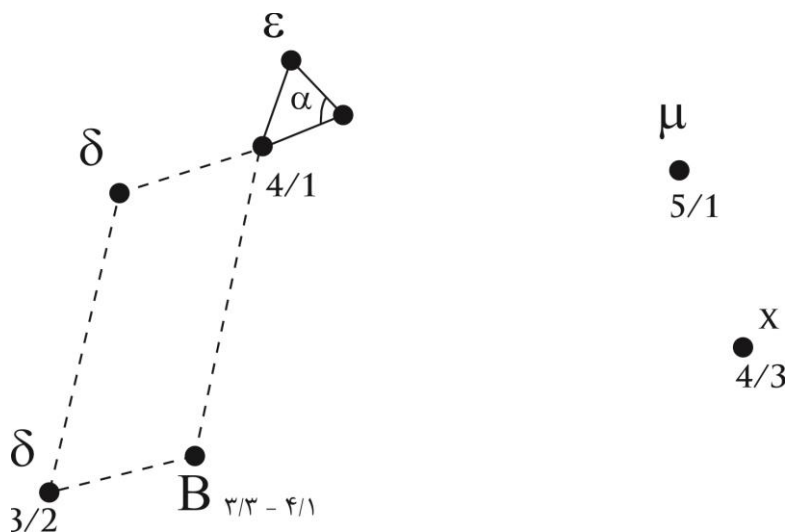
۱ تصویر رصد شده ستاره راس الغول، عکاس: محمد مهدی عسگری

در صورت فلکی برساوش یکی از جذابترین اجرام آسمانی قرار دارد، ستاره بتای - برساوش که راس الغول نامیده می‌شود، می‌توان نورانیت آن را با ستاره‌های مجاورش مقایسه کنید. آلفا - برساوش از قدر تقریباً ۲ است. خود راس الغول در حداکثر نورانیت از قدر ۲/۱ و در حداقل نورانیت از قدر ۳/۴ دیده می‌شود. فاصله بین دو گرفت ۲/۹ روز است سعی کنید راس الغول را هرشب در ساعت معینی رصد کنید و میزان نورانیت آن را تخمین بزنید.

ستاره بتای شلیاق:

ویلیام هرشل گفته بود که یکی از دو ستاره بتایا گامای شلیاق می‌باید متغیر باشند در سال ۱۱۶۳ هجری شمسی یک آماتور جوان انگلیسی به جان گودریک با تحقیق در مورد نظر هرشل به متغیر بودن ستاره بتا پی برد. با توجه به اینکه بتا - شلیاق از قدر ۳-۴ است برای بررسی تغییرات آن فقط چشم غیر مسلح کافی است.

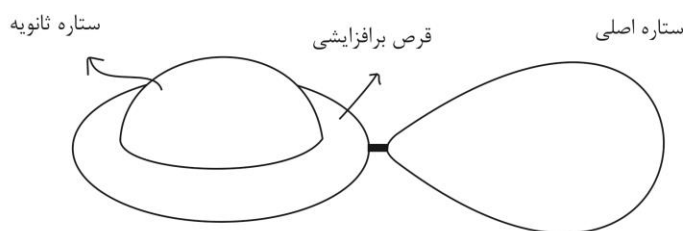
بتای - شلیاق را می‌توانید به سادگی در کنار ستاره قدر اول نسر واقع پیدا کنید.



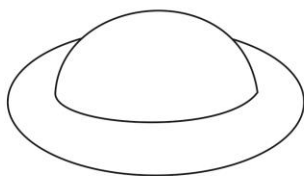
شکل شماره ۳۱

ستاره بتای شلیاق از دو همدم نزدیک به هم تشکیل شده است، ستاره اصلی غولی است از رده طیفی B^V یا B^A که احتمالا دو برابر خورشید جرم دارد. جرم همدم دیگر به نظر می‌رسد قسمت اعظم آن از دیده پنهان است ۱۲ برابر جرم خورشید است.

دوره تناوب مدار بتا- شلیاق به سرعت در حال تغییر است هنگامی که اولین بار ستاره رصد زمان تناوبش ۱۲/۸۹ روز بود ولی اکنون این زمان به ۱۲/۹۴ روز رسیده است این کند شدن گردش مداری باید به دلیل ضربه گازهایی باشد که از ستاره اصلی به همدم منتقل می‌شود. همین انتقال گاز است که منجر به وجود آمدن قرص‌های برافزایشی به دو ستاره ثانویه می‌شود.



خارج از گرفتگی



دوتایی کسوفی

به هنگام گرفتگی

شکل شماره ۳۲

زمان بر حسب روز (مبدأ زمان؛ لحظه کمترین درخشندگی ستاره است).

عوا نمایشگاه ستاره دوتایی

دلتای (δ) عوا^۱



عکس شماره ۷

از قدر ۳/۴۷ و در رده طیفی G_8 است و حدود ۱۴۰ سال نوری از ما فاصله دارد درخشندگی دلتا-عوا ۷۰ برابر خورشید و قدر مطلقش ۰/۳ است.

دلتا-عوا دوتایی مناسبی برای رصد با دوربین دو چشمی است به فاصله ۱۰۵ ثانیه قوسی از دلتای عوا همدم کم نورتر از قدر ۷ قرار دارد.

اپسیلون^۲:



عکس شماره ۸

اپسیلون عوا یکی از زیباترین ستاره‌های دوتایی رنگی آسمان نیمکره شمالی است.

۱ تصویر رصد شده ستاره دلتا در صورت فلکی عوا، عکاس: محمد مهدی عسگری
۲ تصویر رصد شده ستاره اپسیلون در صورت فلکی عوا، عکاس: محمد مهدی عسگری

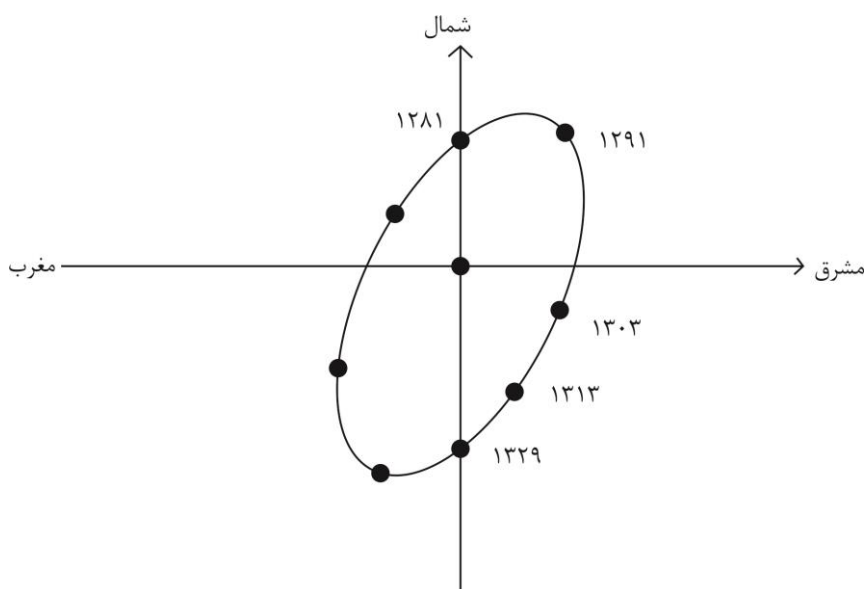
هم دم پرنورتر: از قدر: $2/37$ ، رده طیفی K ، به رنگ زرد
 هم دم کم نورتر: از قدر: 5 ، رده طیفی A_2 ، به رنگ آبی
 فاصله زاویه‌ای دو ستاره: $2/9$ ثانیه قوسی
 دوره تناوب طولانی
 اتا عوا:

قدر $2/69$ ، رده طیفی G ، دوره تناوب همدم‌ها: 495 روز
 مود (μ) عوا:

ستاره پرنورتر: قدر: $4/30$ ، رده طیفی: f_0
 ستاره کم نورتر: قدر: $6/50$ ، رده طیفی G_1
 جدایی زاویه‌ای: 108 ثانیه قوسی

کسی ξ

یکی از نزدیکترین دوتایی‌ها به خورشید است، 22 سال نوری با خورشید فاصله دارد. دوره گردش همدم‌ها $149/9$ سال است، به همین دلیل تغییرات موقعیت آنها در مدت چند سال به وضوح مشخص می‌شود جدایی زاویه‌ای دو ستاره در حال حاضر $6/5$ ثانیه قوسی است.



شکل شماره ۳۳

کاپا (κ) عوا:

هم دم پرنورتر: از قدر ۴/۵ ورده طیفی A_V

هم دم کم نورتر: از قدر ۶/۵ ورده طیفی f_V

جدایی زاویه‌ای: ۱۳/۳ ثانیه قوسی

یوتا (ι)

هم دم پرنورتر از قدر ۰ ورده طیفی A_V

هم دم کم نورتر از قدر ۷/۵ ورده طیفی A_V

جدایی زاویه‌ای: ۳۸/۵ ثانیه قوسی

پی (π)

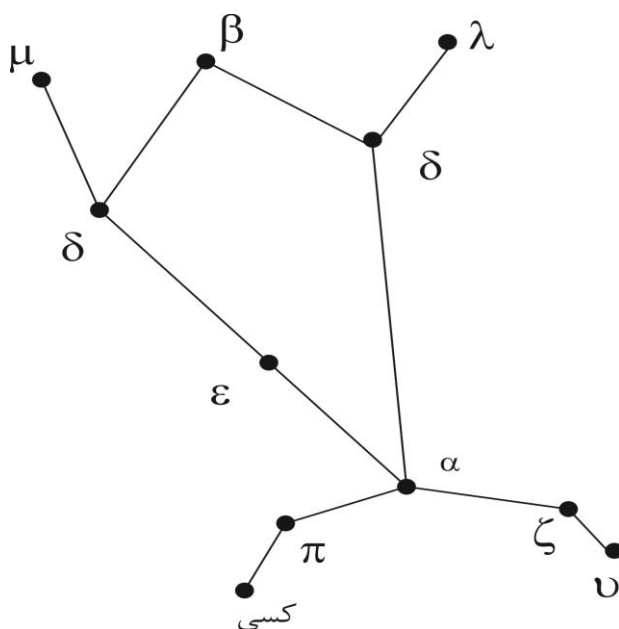
هم دم پرنورتر از قدر ۵ ورده طیفی B_9

هم دم کم نورتر از قدر ۶ ورده طیفی A_0

جدایی زاویه‌ای: ۵/۶ ثانیه قوسی

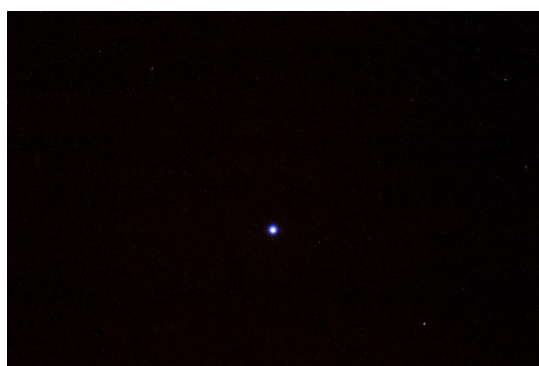
R عوا:

تغییرات قدر R عوا از ۶/۷ تا ۱۲/۸ است دوره تناوب این متغیر ۲۲۳ روز است.



شکل شماره ۳۴
کسی

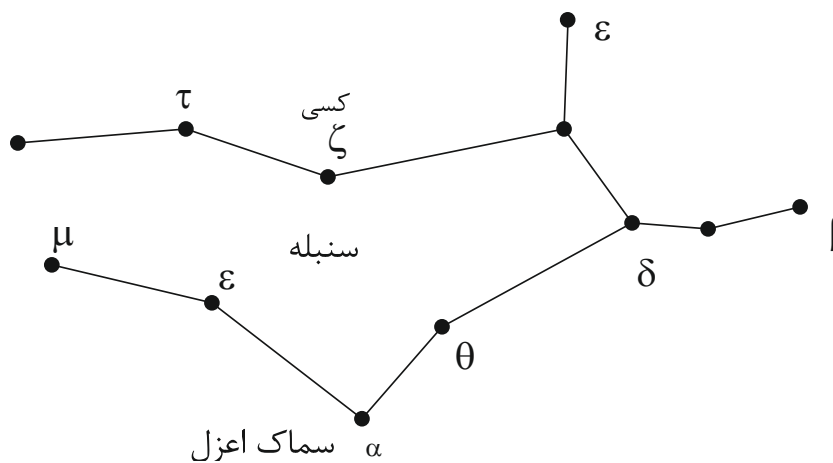
سماک اعزل در صورت فلکی سنبله^۱:



تصویر شماره ۹

۱ تصویر رصد شده ستاره سماک اعزل در صورت فلکی سنبله، عکاس: محمد مهدی عسگری

سماک اعزل یک دوتایی طیف‌نمایی پرجرم است، دوتایی بودن آن را فردی به نام وگل در سال ۱۲۶۹ هجری شمسی کشف کرد زمان تناوب این ستاره چهار روز است که برای این غول مدت بسیار کوتاهی است در حدود ۸۰٪ از نور این مجموعه از ستاره اصلی که ۱۱ برابر خورشید جرم و ۸ برابر آن حجم دارد ساطع می‌شود و اندازه همدم آن نصف ستاره اصلی است رده طیفی آن B_V است قدر این مجموعه دوتایی کسوفی به اندازه ۰/۰۷ تغییر می‌کند. البته ستاره اصلی خود متغیری از نوع تپشی یا دوره تناوب ۰/۱۷۴ روز است.



شکل شماره ۳۵

گامای سنبله: از بهترین ستارگان دوتایی بصری

دو ستاره به فاصله ۰/۳ ثانیه قوسی در کمترین حالت و در بیشترین حالت به ۶/۲ ثانیه قوسی تا در سال ۲۰۰۷ دوباره به نزدیکترین فاصله رسید دوره تناوب آن ۱۷۱ سال است، زمان آخرین حضیض آنها ۱۸۳۶ است اندازه زاویه‌ای نیم محور بزرگ مدار گردش ۳/۷ ثانیه قوسی خرج از مرکز بیضی مدار گردش این زوج ۰/۸۸ است.

آلفا (α) اسد: از حیث درخشندگی ظاهری بیست و یکمین ستاره آسمان است و از قدر ۱/۳۵ جز ستاره‌های قدر اول محسوب می‌شود رده طیفی آن B_V است قلب الاسد به

رنگ آبی مایل به سفید دیده می‌شود. ۸۵ سال نوری از ما فاصله دارد ۱۶۰ برابر خورشید است.

قلب الاسد ستاره‌ای دوتایی است و مولفه کم نورتر آن با قدر ۸ به فاصله ۱۷۷ ثانیه قوسی از آن قرار دارد.

گامای اسد: از زیباترین ستارگان دوتایی نیمکره شمالی است مولفه پرنورتر از قدر ۱/۹۸ و رده طیفی K_0 مولفه کم نورتر از قدر ۳/۸۰ و رده طیفی G_V است فاصله زاویه‌ای دو ستاره ۴/۳۰ ثانیه قوسی است.

صورت فلکی جوزاء: α جوزاء:

از قدر ۱/۵۹ و بیست و سومین ستاره پرنور آسمان است، فاصله اش تا خورشید ۴۵ سال نوری و درخشندگی ۳۶ برابر خورشید است اولین ستاره دوتایی فیزیکی است که کشف شده اند دو مولفه این ستاره که با تلسکوپهای کوچک هم قابل تفکیک می‌شوند کاستور A و کاستور B نامیده می‌شوند، و به ترتیب دارای قدرهای ۲ و ۲/۸ هستند، دوره تناوب آنها در حدود ۴ قرن است فاصله متوسط آنها از یکدیگر ۹۰ واحد نجومی یا تقریباً ۱۲/۵ میلیارد کیلومتر است.

کاستور مولفه سومی هم دارد به نام کاستور C که به سادگی قابل تفکیک نیست. قدر آن ۹/۱ است و جدایی زاویه‌ای متوسط آن از دو ستاره دیگر ۷۲/۵ ثانیه قوسی است.

کاستور A خود از دو ستاره تشکیل شده است که با دوره تناوب ۹ روز و پنج ساعت و با فاصله ۶ میلیون کیلومتر از یکدیگر به دور هم می‌گردند. هر دو مولفه در رشته اصلی قرار دارند درخشندگی هر کدام ۱۲ برابر قطرشان دو برابر خورشید است.

کاستور B از دو ستاره تشکیل شده است که زمان تناوب ۴/۵ روز و با فاصله‌ای کمتر از ۲/۹ میلیون کیلومتر به دور هم می‌گردند.

بتا - برساوش:

قدر بیشینه: ۲/۱

قدر کمینه: ۳/۳

دوره تناوب: ۲/۸۷

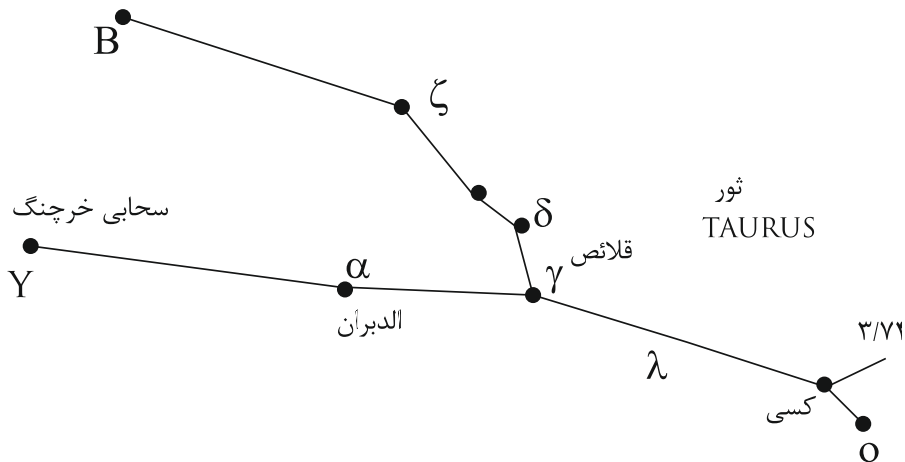
لانداى - ثور:

قدر بیشینه: ۳/۳

قدر کمینه: ۴/۲

دوره تناوب: ۳/۹۵

متغیر گرفتی درخشانی است که به راحتی با چشم دیده می‌شود، از گامای ثور (۳/۶۸) و کیسی - ثور (قدر ۳/۷۴) به عنوان ستاره مقایسه استفاده کنید:



شکل شماره ۳۶

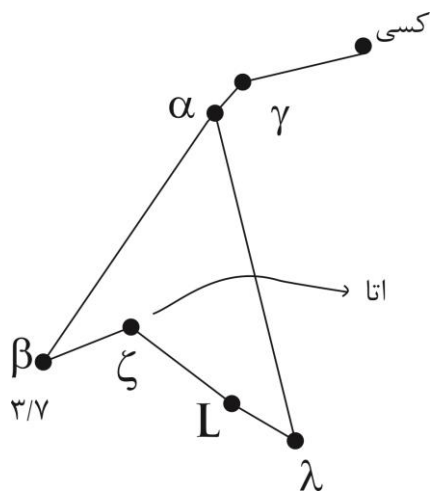
اتا - عقاب:

قدر بیشینه: ۳/۳

قدر کمینه: ۴/۲

دوره تناوب: ۷/۱۸ روز

قیفاووسی: رصد آن برای دوربین شکاری راحت تر است، از بتای عقاب (قدر ۳/۷) برای مقایسه استفاده کنید.



شکل شماره ۳۷

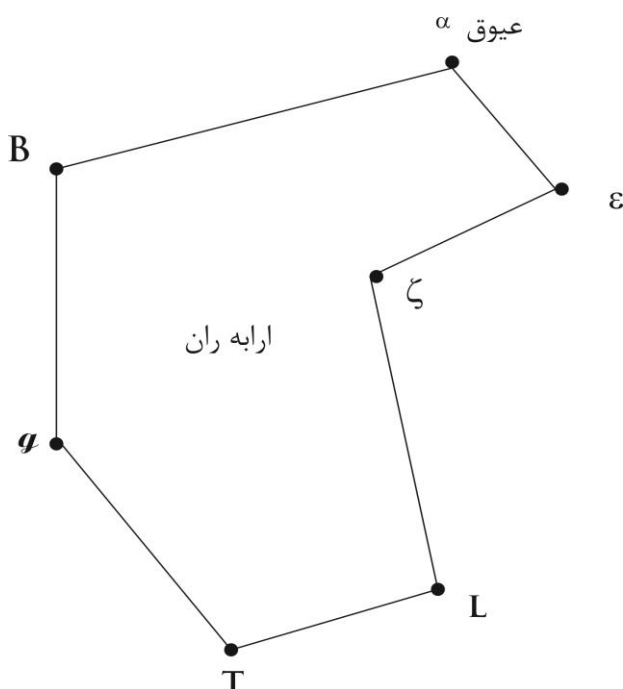
الفبای یونانی

κ	کاپا	ο	اومیکرون	ε	اتا	α	آلفا
ρ	رو	π	پی	θ	تتا	β	بتا
σ	سیکما	χ	خی	λ	لامدا	γ	گاما
τ	تاو	ψ	پسی	μ	مو	δ	دلتا
υ	اوپسیلون	ω	اومگا	ν	نو	ε	اپسیلون
φ	فی	α	یوتا	ξ	کسی	ζ	زتا

جدول شماره ۹

بتای ارابه ران: از قدر ۱/۹۰ و رده طیفی A_۲ است با قدر مطلق معادل ۰/۳ ، ۱۱۰ برابر خورشید درخشندگی دارد، بتای ارابه ران متغیری است کسوفی با دوره تناوب

۳/۹۶۰ روز و درخشندگی و جرم دو مولفه آن تقریباً یکسان است، هر یک از آنها ۲/۶ خورشید قطر دارند و جرمشان ۲/۲۵ و ۴/۳۵ برابر خورشید است. B اربابه ران مانند عیوق ستاره‌ای دوتایی طیفی است.



شکل شماره ۳۸

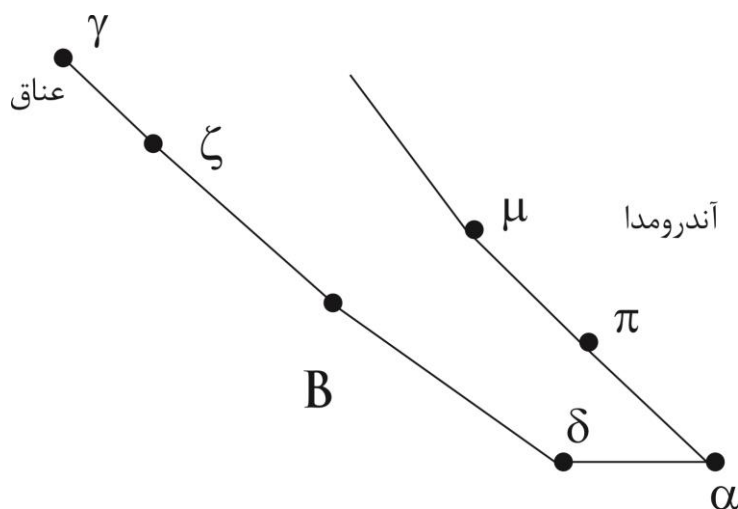
مشخصات ستاره‌های دوتایی اربابه ران

نام	بعد	میل	قدر مجموع
	ساعت	درجه	
M۳۷	۵:۴۹	۰۳۲،۳۲	۵/۶
M۳۶	۵:۳۲	۰۷،۳۴	۶
M۳۸	۵:۲۵	۴۸،۳۵	۶/۴
NGC ۱۶۶۴	۴:۴۷	۳۷:۴۳	۷/۵
NGC ۱۸۵۷	۵:۱۶	۱۸:۳۹	۸/۶
NGC ۱۹۰۷	۵:۲۵	۱۷:۳۵	۹/۹

جدول شماره ۱۰

گامای (δ) امراه المسلسله

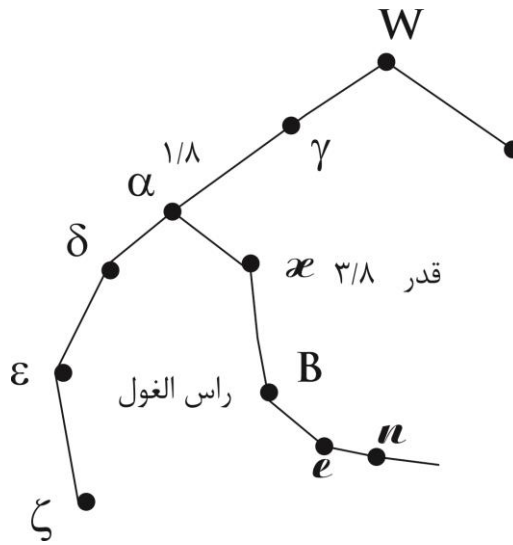
با نام خاص «عناق» از قدر ۲/۱۲ در رده طیفی k^2 و K^3 و در شرق این صورت فلکی واقع است ستاره‌ای دوتایی است که جرم مناسبی برای رصد است. ستاره روشن تر به رنگ زرد طلایی است همدم آن با قدر ۵/۸ سبز-آبی می‌باشد.



شکل شماره ۳۹

راس الغول:

یکی از مشخص ترین ستاره‌های متغیر که تغییر شدت نور آن از قدیم هم برای منجمین معلوم بوده است. ستاره دوتایی در راس الغول قرار دارد، که شدت نور آن در یک دوره دو روز و ۲۱ ساعته از قدر ۲/۱ + تا قدر ۳/۴ + تغییر می‌کند،



شکل شماره ۴۰

برگه ثبت رصد	نام رصد کننده :
مکان رصد :	تاریخ :
زمان جهانی :	شرایط دید (با توضیحات)
حد اکثر قدر (قدر کم ترین ستاره قابل مشاهده در هنگام رصد)	نوع ابزار :
بزرگ نمایی :	توضیحات :

جدول آنتونیادی:

I: دید خوب، بدون لرزش تصویر

II: نوسانهای آرام، همراه با لحظاتی مکث

III: لرزش شدید تصویر

IV: کیفیت پایین تصویر لرزشهای مدام و لرزش آفرین

V: دید بد و نامناسب که حتی مانع عکس برداری یا طراحی اجمالی سیستم می شود.

ساختار و تحول ستارگان دوتایی

ساختار و تحول ستارگان دوتایی مستقل از ساختار و تحول ستارگان نیست همان گونه که می‌دانیم ستارگان در ابرهای ملکولی میان ستاره‌ای تشکیل می‌شوند، در حالت عادی این سحابی‌ها در حالت همگن قرار دارند، در شرایطی که این همگنی به هر علتی دچار اختلال شود توده‌های گرانشی در سحابی شکل گرفته و جنین‌های ستاره‌ای شکل می‌گیرد و در مناطقی که این توده‌های گرانشی صورت می‌گیرد علاوه بر رمبش مواد شروع به جذب ذرات مواد داخل سحابی می‌کند، اگر چنانچه به مرور زمان فشار و دما در این نواحی به حدی ارتقا یابد که منجر به تابش‌های هسته‌ای شود می‌گوییم یک ستاره متولد شد.

مشاهدات رصدی نشان می‌دهد که اندازه حرکت زاویه‌ای به ازای واحد جرم ابر ملکولی در حدود 10^8 برابر اندازه حرکت زاویه‌ای به ازای واحد جرم ستاره‌های جوان تشکیل یافته در آنها است، به علاوه چگالی یک ستاره جوان تقریباً 10^{20} برابر چگالی ابر ملکولی است. هر نظریه‌ای که در مورد شکل‌گیری ستاره‌ها و ستاره‌های دوتایی بیان می‌شود، بایستی بتواند پاسخگوی نتایج مشاهدات رصدی فوق باشد.

نظریه‌های مهم در مورد شکل‌گیری ستاره‌های دوتایی:

سه نظریه عمده در مورد شکل‌گیری ستاره‌های دوتایی وجود دارد:

تکه تکه شدن ابرهای ملکولی

در این نظریه عنوان می‌شود که ابر ملکولی اولیه شروع به گردش حول خود می‌کند و این گردش منجر بدان می‌شود که به صورت یک قرص برافزایشی ظهور کند و در اثر ناپایداریهای ناگهان به چند ابر ملکولی مستقل از هم پاره پاره شود که خود این پاره سحابی‌ها خود در حال گردش هستند، پس این‌ها حلقه‌های برافزایشی کوچکتری را به وجود آورده، و در تحول ستارگان دوتایی و چندتایی را به وجود می‌آورند، که نظریه ماده

پلاσμα در آن دخیل است که این توده‌ها در مرکزی تمرکز پیدا کرده و توده‌ای پلاسمایی را به وجود آورده که این توده حلقه‌هایی از آن جدا می‌شوند که اگر مقدار جدا شدن حلقه‌ها زیاد نباشد، منجر به بوجود آمدن ستاره‌های چندتایی و دوتایی مستقل می‌شوند، این نظریه چرایی انتقال اندازه حرکت سحابی به ستارگان و بسیاری از مشاهدات رصدی را پاسخ می‌دهد.

به دام افتادن

این نظریه عنوان می‌دارد که ستارگان مجردی به طور مستقل وجود داشته اند که همدم‌های خود را به دام گرانشی خود اسیر کرده اند، البته این نوع به دام افتادن باید سه حالت داشته باشد:

I: در حضور یک ستاره سومی باشد که ستاره سوم بتواند انرژی آزاد شده در این وصلت را جذب کند

II: فاصله دو ستاره آنقدر نزدیک باشند تا تاثیرات جذر و مدی انرژی آزاد شده را جذب نمایند.

III: محیط میان ستاره‌ای مثل گازهای موجود در یک خوشه جوان بایستی وجود داشته باشد تا انرژی محیط میان ستاره‌ای جذب آن شود.

در این سه حالت در حالت اول فاصله ستارگان از هم خیلی زیاد در حالت دوم خیلی کم و حالت سوم حداکثر تا گستره مواد میان ستاره‌ای اطراف ستاره باشد. بدین ترتیب این نظریه نمی‌تواند پاسخگو باشد که چرا دوره گردش ستاره‌های دوتایی دامنه گسترده‌ای از مقادیر را در بر می‌گیرد، اما می‌تواند بیان کند که چرا مولفه‌های یک دوتایی می‌توانند هم سن نباشند، چرا مولفه دوران وصفی و مداری بعضی از ستارگان منطبق نیستند.

نظریه شکافت

در نظریه شکافت در تکوین یک ستاره، از ابرهای ملکولی ستاره‌ای پلاسمایی شکل می‌گیرد که با سرعت به محور خود در حال گردش است در اثر این گردش و عدم تقارن در شکل ستاره اولیه ناگهان ستاره از هم گسسته شده و به دو پاره تقسیم می‌شود، و ستاره دوتایی شکل می‌گیرد.

این نظریه با پاره‌ای از مشکلات از لحاظ رصدی و تجربی همراه است:

ستارگان که دارای سرعت گردش کمی هستند را نمی‌تواند شامل شود.

نتایج نسبت جرم بین دو ستاره باید در این روش $\frac{1}{10}$ باشد که با رصد سازگار نیست. در جمع بندی این سه نظریه می‌توان گفت تاکنون نظریه‌ای بیان نشده است که بتواند با شواهد رصدی به ویژه توزیع زمان تناوب، نسبت جرمها، و برون مرکزی تطابق داشته باشد پس نتیجه‌ای که حاصل می‌شود به قرار زیر است:

اولا: شکافت عامل به وجود آمدن دوتایی‌های نزدیک است.

دوما: به دام افتادن به جز در مواردی استثنا نمی‌تواند عامل به وجود آمدن ستارگان دوتایی باشد.

سوما: تکه تکه شدن ابرهای ملکولی می‌تواند دلیلی در بوجود آمدن ستارگان دوتایی با دوره تناوب طولانی مدت باشد.

سطوح هم پتانسیل روچ

برای به دست آوردن سطوح هم پتانسیل روچ در اطراف یک سیستم دوتایی فرض می‌کنیم، m_1 و m_2 ، جرم دو همدم یک سیستم دوتایی و R فاصله دو همدم باشد.

دستگاه مختصات دکارتی را در نظر می‌گیریم که مرکز بر m_1 منطبق بوده و محور x هایش از مراکز دو جرم می‌گذرد و محور z های آن عمود بر صفحه مدار این دوتایی می‌باشد. بدین ترتیب، مختصات مرکز جرم این سیستم عبارت است از:

$$\left(\frac{m_2 R}{m_1 + m_2}, 0, 0 \right) \quad (27 - \epsilon)$$

پتانسیل حاصل از کلیه نیروهای موجود در این سیستم ψ در نقطه دلخواه $p(x, y, z)$ به صورت زیر است:

$$\psi = G \frac{m_1}{r} + G \frac{m_2}{r} + w^2 / 2 \left\{ \left(x - \frac{m_2 R}{m_1 + m_2} \right)^2 + y^2 \right\} \quad (28 - \epsilon)$$

که در آن

$$\begin{aligned} r^2 &= x^2 + y^2 + z^2 \\ r'^2 &= (R - x)^2 + y^2 + z^2 \end{aligned} \quad (29 - \epsilon)$$

مربع فاصله نقطه p از مراکز جرم دو مولفه و w سرعت زاویه‌ای دوران سیستم حول محوری است که از مرکز جرم سیستم گذشته و بر صفحه مداری ستاره عمود است. دو جمله اول (۲-۲) به ترتیب پتانسیل گرانشی مولفه اول و دوم است. جمله سوم نیز پتانسیل حاصل از نیروی جاذب به مرکز است، اگر به جای سرعت زاویه w در رابطه (۲-۲) سرعت زاویه‌ای w_k را جایگزین کنیم داریم:

$$w_k = \frac{G(m_1 + m_2)}{R^3} \quad (30 - \epsilon)$$

اگر m_1 را واحد جرم و R را واحد طول در نظر گرفته و واحد زمان را نیز بگونه‌ای انتخاب کنیم که $G=1$ شود، رابطه (۲-۲) در مختصات قطبی کروی به صورت زیر خواهد بود:

$$y = r \sin \varphi \sin \theta = r \mu$$

$$z = r \cos \theta = r \delta$$

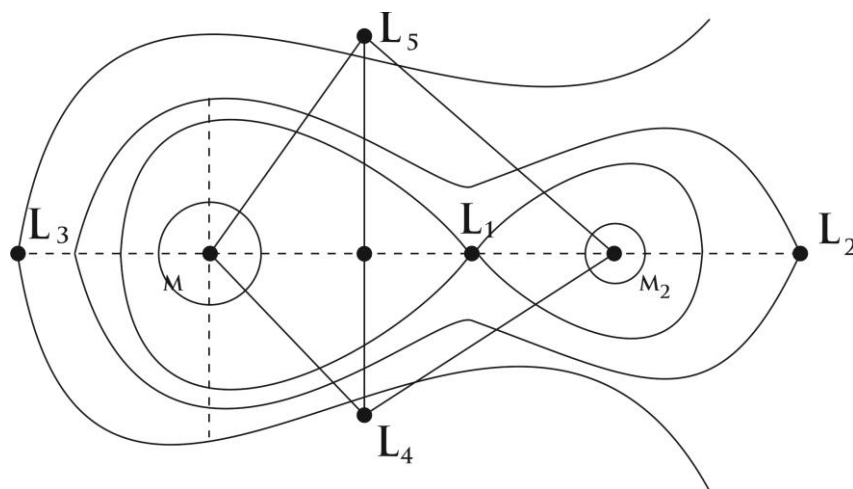
$$\xi = \frac{1}{r} q = \left\{ \frac{1}{\sqrt{1 - 2\lambda r + r^2}} - \lambda r \right\} \quad (31 - \epsilon)$$

که در آن

$$\xi = \frac{R \varphi}{G m_1} - \frac{m_2^2}{2 m_1 (m_1 + m_2)} \quad (32 - \epsilon)$$

$$q = \frac{m_1}{m_2} \text{ و}$$

سطوحی که در ازای مقادیر مختلف (ثابت ξ) از معادله (۶-۲) حاصل می‌شوند سطوح هم پتانسیل روچ نامیده می‌شوند. شکل این سطوح هم پتانسیل بستگی به مقدار ξ دارد. اگر ξ بزرگ باشد سطوح هم پتانسیل مربوط به ∞ به صورت دو سطح مجزا به شکل قطره اشک در اطراف هر کدام از مولفه‌های می‌باشد.



شکل شماره ۴۱

هر قدر مولفه ξ بزرگتر باشد شکل این سطوح هم پتانسیل به دایره یا کره نزدیکتر است. با کاهش مقدار ξ بر میزان کشیدگی این سطوح به سمت مرکز جرم افزوده می‌شود، و در ازای یک مقدار حدی ξ که بستگی به نسبت جرم‌های دو مولفه دارد. این سطوح در یک نقطه واقع بر روی محور x ها همدیگر را قطع می‌کنند در این حالت سطح پتانسیل مربوطه دنبلی شکل خواهد بود این سطوح هم پتانسیل را حدروچ سیستم می‌نامند برای مقادیری کوچکتر از این حد، سطوح هم پتانسیل مربوطه هر دو مولفه را در بر می‌گیرد. در ازای $\xi < \xi_c$ دو مولفه که ابتدا مستقل از هم بوده اند با هم یکی می‌شوند و ما دیگر نمی‌توانیم سیستم را ستاره دوتایی بنامیم.

این مسئله را از دید دیگری نیز میتوانیم بررسی نماییم. دو جرم m_1 و m_2 را در نظر می‌گیریم که با فاصله R از هم قرار گرفته و با سرعت زاویه‌ای ثابت ω_x حول مرکز جرم

مشترکشان می‌گردند. حال دستگاه مختصات دکارتی را که بر مرکز جرم سیستم منطبق و محور x ‌های آن نیز از دو جرم m_1 و m_2 می‌گذرد، در نظر می‌گیریم همچنین فرض می‌کنیم این دستگاه با سرعت زاویه‌ای ω_k حول محور z ‌ها خود که از مرکز جرم سیستم می‌گذرد دوران می‌کند، بدین ترتیب، $Z=0$ مشخص‌کننده صفحه مداری این سیستم می‌باشد. در صورتی که R را واحد طول و $m_1 + m_2$ را واحد جرم انتخاب کرده و واحد زمان را نیز طوری انتخاب کنیم که $G=1$ باشد. معادله حرکت یک ذره دلخواه با جرم ناچیز در این سیستم مختصات (x,y,z) عبارت است از:

$$\frac{d^2x}{dt^2} - 2\frac{dy}{dt} = \frac{dv}{dx} \quad (33-4)$$

$$\frac{d^2y}{dt^2} + 2\frac{dx}{dt} = \frac{dv}{dy} \quad (35-4)$$

$$\frac{d^2z}{dt^2} = \frac{dv}{dz} \quad (36-4)$$

که در آنها U عبارتست از:

$$U = \frac{1-\mu}{r_1} + \frac{\mu}{r_2} + \frac{1}{2}(x^2 + y^2)$$

که در آن r_1 و r_2 به ترتیب فاصله این ذره از مراکز و جرم m_1 و m_2 است و μ نیز برابر است با:

$$\mu = \frac{m_1}{m_1 + m_2} \quad (37-4)$$

اگر دو طرف روابط $(33-4)$ تا $(36-4)$ را به ترتیب $\left(\frac{dz}{dt}\right)$ ، $2\left(\frac{dy}{dt}\right)$ ، $2\left(\frac{dx}{dt}\right)$ ضرب کرده و طرفین را با هم جمع کنیم، پس از انتگرال‌گیری داریم:

$$\left(\frac{dx}{dt}\right)^2 + \left(\frac{dy}{dt}\right)^2 + \left(\frac{dz}{dt}\right)^2 = V^2 = 2U(x,y,z) - C \quad (38-4)$$

که در آن C ثابت انتگرال‌گیری و V سرعت حرکت ذره است. اگر در رابطه $V=0$

$(38-4)$ قرار دهیم به رابطه زیر می‌رسیم.

$$\frac{2(1-\mu)}{r_1} + \frac{2\mu}{r_1} + x^2 + y^2 = c \quad (39-4)$$

رابطه فوق معادله سطوحی را تعیین می‌کند که سرعت حرکت ذره در روی آن سطوح صفر است. این سطوح را سطوح ژاکوبین و یا سطوح با سرعت صفر می‌نامند. در واقع رابطه (39-4) مشخص‌کننده همان سطوح هم‌پتانسیل روچ می‌باشد که در معادله (28-4) معرفی شده است. همانند سطوح روچ به ازای مقادیر بزرگ C، معادله سطوح با سرعت صفر تعریف شده با معادله (39-4) سطوحی بیضی‌گون را معرفی می‌کند که حول مراکز جرم m_1 و m_2 را فرا گرفته اند، هر ذره کم جرم می‌تواند در درون این سطوح حرکت کند در این صورت معادله حرکت آن ذره همان معادلات (33-4) تا (36-4) خواهد بود. اما این ذره نمی‌تواند از این سطوح عبور نماید، زیرا سرعت ذره روی این سطوح برابر صفر می‌باشد، به علاوه معادلات حرکت (33-4) تا (36-4) نشان می‌دهد که یک ذره فقط می‌تواند به صورت عمود بر این سطوح وارد شود. در صورتی که (x,y,z) را به صورت زیر در نظر بگیریم:

$$F(x,y,z) = 2U - C \quad (40-4)$$

برای سطوح با سرعت صفر مشتق‌های

$$\frac{1}{2} \frac{\delta f}{\delta x}, \frac{1}{2} \frac{\delta f}{\delta y}, \frac{1}{2} \frac{\delta f}{\delta z} \quad (41-4)$$

برابر با سمت راست روابط (33-4) تا (36-4) می‌باشد. اما $F(x,y,z)=0$ مشخص‌کننده سطوحی است که کلیه مولفه‌های سرعت $\frac{dx}{dt}, \frac{dy}{dt}, \frac{dz}{dt}$ بر روی آن صفر است. بنابر این معادلات (33-4) تا (36-4) را می‌توان به شکل زیر بنویسیم:

$$\frac{1}{2} \frac{\delta f}{\delta x} = \frac{d^2 x}{dt^2}, \frac{1}{2} \frac{\delta f}{\delta x} = \frac{d^2 y}{dt^2}, \frac{1}{2} \frac{\delta f}{\delta x} = \frac{d^2 z}{dt^2} \quad (42-4)$$

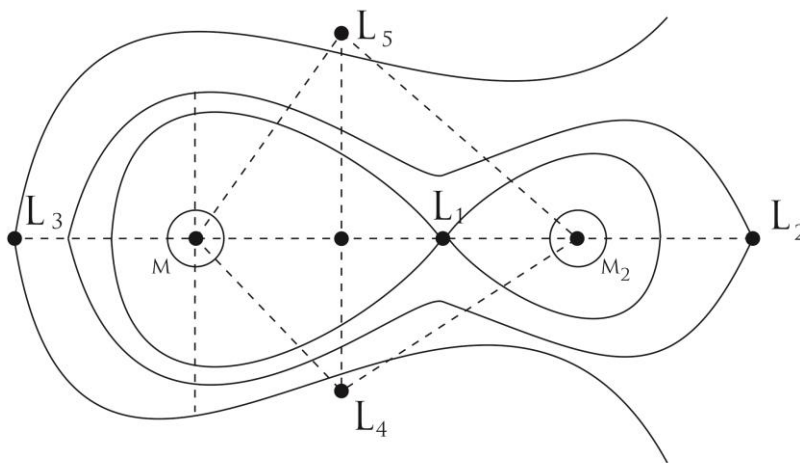
روابط (42-4) مشخص‌کننده جهت بردار شتاب عمود بر سطوح هم‌پتانسیل نسبت به دستگاه مختصات ما می‌باشند. از آنجایی که هر ذره که به این سطوح می‌رسد دارای سرعت صفر است، چنانچه شتاب این ذره در روی این سطوح صفر نباشد این ذره در

همان راستایی که به سطح نزدیک شده به عقب بر می‌گردد، این حالت در تمامی نقاط بجز نقاطی که در آنها سرعت و شتاب ذره همزمان صفر می‌شود، برقرار است اما نقاطی که در آنها این شرط برقرار است، ریشه‌های دستگاه معادلات زیر می‌باشند:

$$\frac{\delta f}{\delta x} = \frac{\delta f}{\delta y} \quad (4-43)$$

$$\frac{\delta f}{\delta z} = 0 \quad (4-44)$$

اما رابطه (4-44) زمانی برقرار است که $z=0$ باشد بنابراین، تمام نقاطی که برای آنها سرعت و شتاب در دستگاه مختصات دوار برابر صفر است در صفحه X-y قرار دارند این نقاط را نقاط لاکرانژی می‌نامیم. نخستین نقطه‌ای که دارای چنین خاصیتی است L_1 نقطه اول لاکرانژی نامیده می‌شود. این نقطه روی محور xها و بین دو جرم m_1 و m_2 واقع است. دو نقطه L_2 و L_3 بر روی همین محور اما در خارج فاصله دو جرم در دو طرف جرم‌ها واقع هستند، L_4 و L_5 نیز دو نقطه دیگر لاکرانژین می‌باشند.



شکل شماره ۴۲

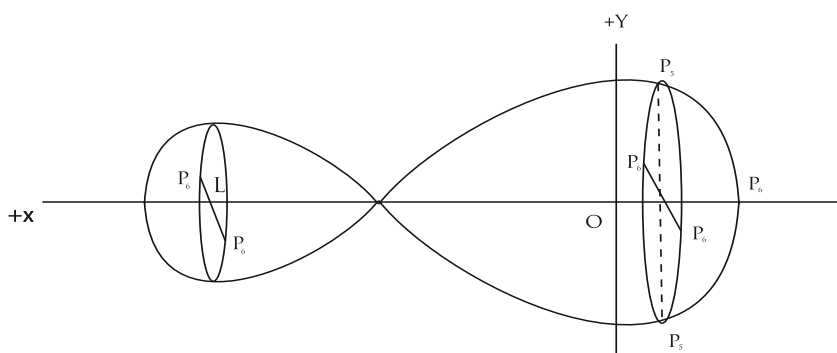
در مدل روچ برای هر ستاره چهار شعاع تعریف می‌شود که عبارتند از:

۱. شعاع نقطه (r point) از مرکز جرم ستاره تا لاکرانژین داخلی L_1

۲. شعاع پهلو (r side) از مرکز جرم تا کنار آن

۳. شعاع قطب (r pole) از مرکز تا قطب ستاره

۴. شعاع پشت (r back) از مرکز ستاره تا پشت آن



شکل شماره ۴۳

تاثیر انتقال جرم بر تحول سیستم‌های دو تایی نزدیک

هم زمان با شکل‌گیری یک ستاره دوتایی هر کدام از مولفه‌های آن نیز تحول خود را آغاز می‌کنند. تاثیر هر مولفه بر مولفه دیگر بستگی به فاصله اولیه این مولفه‌ها دارد. اگر فاصله دو مولفه به اندازه کافی زیاد باشد. هر کدام از مولفه‌ها تمامی مراحل عمر خود را به طور مستقل طی می‌کنند. برای این منظور با نسبتی فاصله اولیه دو مولفه از مجموع بیشترین شعاعی که هر کدام از مولفه‌های می‌توانند بدان دست یابند بیشتر باشد. این شرط برای دوتایی‌های با دوره گردش بیش از ده سال برقرار است. برای دوتایی‌هایی با دوره گردش کوتاه‌تر لحظه‌ای فرا می‌رسد که یکی از مولفه‌ها تبدیل به یک غول و یا ابرغول شده و حد روچ خود را پر می‌کند. در این حالت می‌تواند انتقال جرم بین دو مولفه صورت گیرد و حالت‌های مختلفی نیز برای ادامه تحول دو مولفه به وجود آید. از آنجا که در یک

ستاره دوتایی مولفه پر جرم تر سریع تر تحول پیدا می‌کند، همیشه این ستاره پر جرم تر است که ابتدا تبدیل به یک غول می‌شود.

هسته یک ستاره بلافاصله بعد از اتمام سوخت هیدروژن و یا اتمام سوخت هلیوم خود منقبض می‌شود. در نتیجه این انقباض، پوسته خارجی ستاره به سرعت منبسط می‌شود و سطح روچ خود را پر می‌کند، پر شدن سطح روچ در هر کدام از این دو حالت به دو نوع انتقال جرم می‌انجامد که آنها را به ترتیب با حالت B و C مشخص می‌کنیم، حالت A مربوط به انتقال جرم در مرحله آهسته تری از انبساط ستاره است که در زمان هیدروژن سوزی در هسته ستاره روی می‌دهد.

در نتیجه انتقال جرم از مولفه پر جرم‌تر به مولفه کم جرم تر مدار دوتایی کوچکتر می‌شود. (به دلیل بقای اندازه حرکت زاویه‌ای) و تغییر در فاصله دو مولفه با آهنگ انتقال جرم نسبت عکس دارد. اگر انتقال جرم از مولفه پر جرم تر به مولفه کم جرم تر صورت گیرد فاصله دو مولفه کمتر شده و ستاره پر جرم از حد روچ خود فراتر می‌رود. این پدیده خود سبب افزایش آهنگ انتقال جرم و باز هم بیشتر کاهش فاصله و بالا رفتن از حد روچ ستاره می‌گردد. در واقع با کاهش جرم، حد روچ ستاره کاهش می‌یابد و ستاره با وجود آن که جرم از دست می‌دهد هنوز حد روچ خود را پر کرده است. این انتقال جرم تا زمانی ادامه می‌یابد که ستاره پر جرم تر آن قدر جرم از دست بدهد تا به ستاره کم جرم تر تبدیل شود. از این مرحله به بعد هر گونه انتقال جرم سبب افزایش فاصله دو مولفه شده و نهایتاً انتقال جرم متوقف می‌شود.

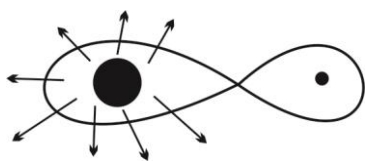
این انتقال جرم در مقایسه با زمان هسته‌ای در مدت زمان کمی اتفاق می‌افتد عامل مهمی که می‌تواند بر انتقال جرم تاثیر بگذارد خود ستاره است. زیرا انتقال جرم تا زمانی می‌تواند ادامه داشته باشد که ستاره حد روچ خود را پر کند. در اثر از دست دادن جرم حد روچ ستاره کوچک می‌شود. و برای این منظور یا باید آهنگ کوچک شدن حجم ستاره کوچکتر از آهنگ کوچک شدن حد روچ ستاره باشد. یا ستاره هم چنان به انبساط خود ادامه دهد. این حالت مربوط به زمانی است که ستاره یک پوشش همرفتی عمیق دارد.

ستارگانی که سطح رو خود را بعد از غول شدن پر کرده اند. (حالت C یا B) این شرایط را دارند. بنابر این در سیر و تحول آنها مرحله سریعی از انتقال جرم وجود خواهد داشت. اما اگر انتقال جرم در مرحله زودتری از تحول ستاره صورت گیرد، کاهش جرم ستاره آن قدر سریع اتفاق می‌افتد که حجم ستاره کوچکتر از حد روچ شده و انتقال جرم متوقف می‌شود. پس از مدتی مجدداً پوشش ستاره منبسط می‌شود.

و انتقال جرم انجام می‌گیرد. که این مرحله نیز همانند حالت قبل در زمان خیلی کوتاهی در مقایسه با مقیاس زمان هسته‌ای تحول ستاره روی می‌دهد.

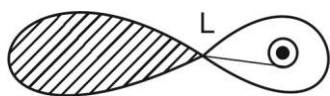
۱. مولفه پر جرم تر رشته اصلی را ترک کرده و به سمت غول شدن پیش می‌رود. با

افزایش حجم، ستاره شروع به پرکردن حد روچ خود می‌کند. این مرحله از تحول همراه با وزش بادهای ستاره‌ای قوی از ستاره است.



شکل شماره ۴۴

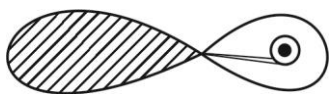
۲. مولفه پر جرم حد روچ خود را پر می‌کند و انتقال جرم آغاز می‌گردد و جریانی از



گاز از نقطه L_1 به سوی مولفه کم جرم تر حرکت می‌کند یک قرص از مواد را که به صورت مارپیچی به

شکل شماره ۴۵

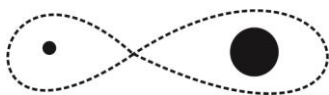
درون مولفه دوم می‌ریزد تشکیل می‌دهد.



۳. هنگامی که جرم دو ستاره برابر می‌شود آهنگ

انتقال جرم کاهش می‌یابد و جریانی از مواد مستقیماً به مولفه دوم می‌ریزد.

شکل شماره ۴۶

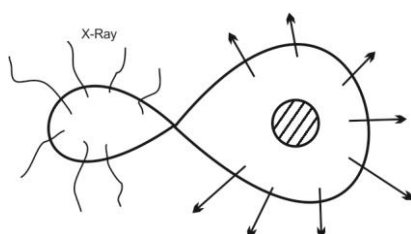


۴. در اثر انتقال جرم از مولفه اول سرانجام یک

ستاره هلیومی کوچک و با یک ستاره از نوع wolf-

شکل شماره ۴۷

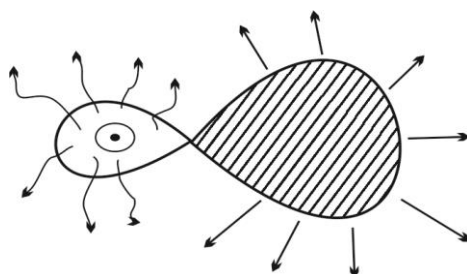
Rayet باقی می‌ماند.



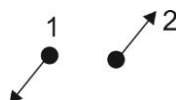
۵. ستاره هلیومی به صورت یک ابر نواختر منفجر می‌شود و بیشتر مواد درون خود را به بیرون پرتاب می‌کند. و از آن ستاره نوترونی باقی می‌ماند

شکل شماره ۴۸

۶. مولفه دوم که بر جرمش افزوده شده است. نیز به سمت غول شدن پیش می‌رود و از خود بادهای ستاره‌ای قوی گسیل می‌کند، این بادهای اشعه x ساطع می‌کنند.



شکل شماره ۴۹



۷. شکل شماره ۵۰

فصل پنجم: مشاهده و بررسی منحنی‌های نوری

مشاهده و بررسی دوره تناوبی

ستاره دوتایی گرفتی Go Cygni

تغییرات نور ستاره GO Cgg در سال ۱۳۰۷ هجری شمسی توسط اشنیلر کشف شد. در سال ۱۳۰۸ هجری شمسی این ستاره توسط کوکارکین در گروه ستاره‌های دوتایی گرفتی با دوره تناوب کوتاه قرار گرفت.

در نخستین طیف سنجی این سیستم که توسط پرس (۱۳۱۲ هجری شمسی) انجام گرفت رده طیفی سیستم Bgn و A_{on} به دست آمد، اما به نظر پی پرس (۱۳۱۸) اثر انعکاس نور در اندازه‌گیری تاثیر زیادی داشته است و رده طیفی مولفه دوم می‌تواند f و یا کمتر باشد. نخستین نورسنجی کامل این سیستم با دو صافی B و B توسط اوندن (۱۳۳۳ هجری شمسی) پویر (۱۳۳۶ هـ ش) و مانینو (۱۳۴۲ هـ ش) انجام شد.

اوندن به حل منحنی نوری با روش راسل پرداخت، و تایید کرد که رده طیفی و کمینه‌های بدست آمده توسط پرس به شدت تحت تاثیر پدیده انعکاس قرار داشته است در نتیجه رده طیفی مولفه دوم f_8 و یا کمتر می‌باشد.

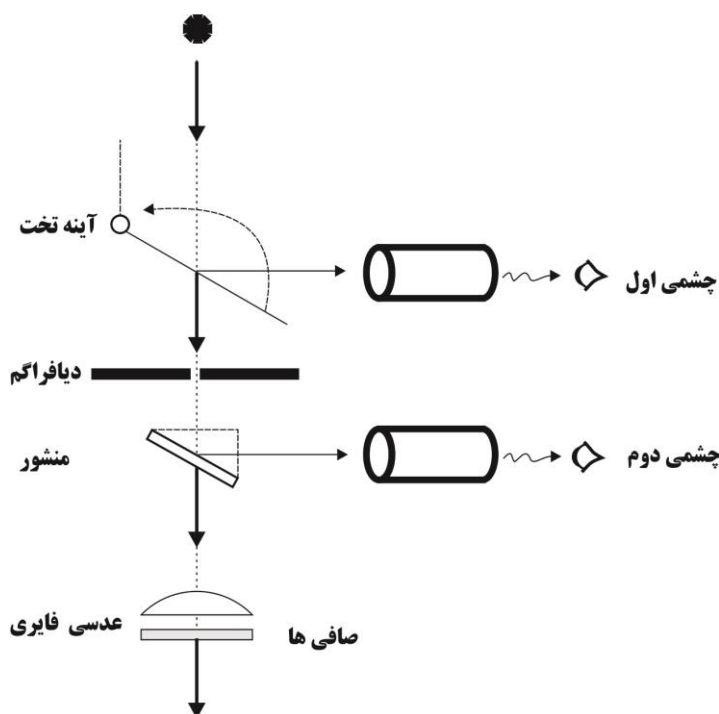
مانیونیز به حل منحنی نوری به دست آمده با روش راسل - مريل پرداخت نتایج وی نشان می‌دهد که نور مولفه دوم تنها $1/4$ نور کل مجموعه را تشکیل می‌دهد. در سال‌های اخیر این سیستم به روبروتیس و همکاران (۱۳۶۹ هـ ش) با روش کوپال، پولادی و جسور (۱۳۷۱ هـ ش) با روش کمینه سازی مورد تجزیه و تحلیل قرار گرفت.

آنچه در این فصل می‌آید تجربه‌ای است که با استفاده از امکانات رصد خانه ابوریحان بیرونی دانشگاه شیراز که در تابستان ۱۳۷۴ ش بدست آمده است.

ابزار مورد نیاز:

الف - تلسکوپ:

رصد خانه ابوریحان دانشگاه شیراز در منطقه قصر الدشت شیراز در عرض جغرافیایی $29/6^\circ$ درجه شمالی و طول جغرافیایی $52/53^\circ$ شرقی و در ارتفاع 1750 متر از سطح دریا واقع شده است. تلسکوپ اصلی این رصد خانه یک تلسکوپ کاسگرین با آینه به قطر 51 و فاصله کانونی موثر 698 سانتی متر و نسبت کانونی $f/13/6$ است. به علت قدرت زیاد آینه تلسکوپ در جمع آوری نور ستاره‌ها، برای صدمه ندیدن لامپ فتومالیتی پلایر و همچنین برای آنکه بتوان در هر زمان نور یک ستاره دلخواه را توسط فتومالیتی پلایر اندازه گیری نماییم. معمولاً دیافراگمی را در جلو دهانه تلسکوپ نصب می‌کنند این دیافراگم صفحه‌ای آلومینیومی است که سوراخی در وسط آن ایجاد شده است. نور ستاره پس از ورود به تلسکوپ توسط یک آینه تخت که زاویه 45° را با امتداد پرتوهای ورودی می‌سازد به اندازه 90° درجه منحرف شده و به سمت عدسی چشمی فرستاده می‌شود. هنگامی که این آینه چرخانده می‌شود، نور ستاره بعد از عبور از صافی و دیافراگم به یک منشور می‌رسد. و پس از 90° درجه انحراف به چشمی دوم راه پیدا می‌کند. از طریق این یک منشور می‌رسد. و پس از 90° درجه انحراف به چشمی دوم راه پیدا می‌کند. از طریق این چشمی می‌توان تصویری را که پشت دیافراگم دیده می‌شود، مشاهده نمود. چنانچه چشمی دوم را به آرامی بیرون بکشیم، منشور نیز از مسیر نور خارج شده و نور ستاره پس از عبور از یک عدسی فابری و عبور از صافی بر روی سطح حساس فتومالیتی پلایر می‌افتد.



شکل شماره ۵۱

ب: نورسنج یا فتومتر:

در انتهای تلسکوپ دستگاه نور سنج متصل شده است که نور ستاره را در اختیار یک لامپ فتومالتی پلایر از نوع RCA ۴۵۰۹ قرار می‌دهد. لامپ از طریق یک منبع ولتاژ بالا تغذیه می‌شود.

این منبع ولتاژی از ۰ تا ۲۰۰۰ ولت را تولید می‌کند. این منبع تغذیه توسط یک کابل هم محور به یک تقسیم کننده ولتاژ متصل است که ولتاژهای مناسب را برای طبقه‌های مختلف آن تامین می‌کند.

تقویت کننده:

خروجی لامپ فتومالتی پلایر جریان ضعیفی است در حد نانو آمپر که متناسب با شدت نور ستاره می‌باشد. این جریان توسط یک کابل هم محور به یک تقویت کننده

متصل می‌شود تقویت کننده دارای یک صافی الکتریکی است که با گذشت زمان، اغتشاشهای ناشی از اثرات جو روی نور ستاره و اعوجاجهای مربوط به دستگاه‌های الکترونیکی را که بسامد آنها بیشتر از ۰/۵ هرتز است حذف کرده و مقدار متوسط را جایگزین می‌کند. در نهایت خروجی تقویت کننده ولتاژی ۱-۲/۰ ولت می‌باشد که متناسب با جریان ورودی به تقویت کننده است. خروجی تقویت کننده توسط یک ولت متر رقمی خوانده شده و از طریق یک ورودی سری RS-۲۳۲ در اختیار میکرو کامپیوتر قرار می‌گیرد.

کامپیوتر:

کلیه اطلاعات مربوط به موضوع مشاهده از قبیل مشاهده از قبیل صافی‌های استفاده شده، زمان نورسنجی، ضرایب تقویت و ولتاژهای ثبت شده، یا از طریق فایل‌های داخلی و یا به طور مستقیم توسط کامپیوتر دریافت شده و در حافظه ذخیره می‌شود. همچنین در هنگام مشاهده ستاره این امکان وجود دارد که تغییرات لحظه‌ای ولتاژ خروجی از تقویت کننده را بر حسب زمان بر روی صفحه نمایش مشاهده نمود.

صافی‌ها:

سیستم نورسنجی استاندارد مورد استفاده در این رصد سیستم نورسنجی نوار عبور عریض UBv است. در این سیستم طول موج موثر و پهنای عبور نوار برای صافی‌های V,B,U به ترتیب عبارتند از:

$$(۸۵۰\text{Å}), (۷۰۰\text{Å}), (۴۴۰\text{Å}), (۵۵۳\text{Å}), (۹۷۰\text{Å})$$

سیستم UBv به خاطر نوار عریض صافی‌ها برای نورسنجی ستارگان کم نور مناسب است. اما این سیستم‌ها دارای دو عیب هستند:

I- بلندترین طول موج قطع بوسیله سفوکاتدها تعیین میشود و نه توسط صافی V بنابر این فوتوکاتدهای مختلف طول موج‌های موثر مختلفی برای این صافی ایجاد می‌کنند.

II - کوتاهترین طول موج قطع هم به وسیله جو زمین تعیین می‌شود. بنابر این پاسخ‌های V بستگی به شرایط جوی منطقه دارد.

مشاهده Go Cyg

مشاهده ستاره Go Cyg در طول ۱۲ شب در مرداد ۱۳۷۴ یا استفاده از امکانات و صافی‌های V,B,U توصیف شده در بخش قبل انجام گرفت در طول مشاهده ستاره BD ۳۵۰۴۱۸۰+ به عنوان ستاره مقایسه و ستاره BD ۳۴/۴۰۹۸+ به عنوان ستاره آزمایش انتخاب شدند. این دو ستاره توسط سی زر (۱۳۶۲ ه.ش) و پولادی و جسور نیز به عنوان ستاره‌های مقایسه و آزمایش انتخاب شده بودند.

مشخصات ورده طیفی ستاره Go Cyg و دو ستاره مقایسه و آزمایش به شرح زیر است:

گروه طیفی	میل (۱۹۵۰م.)	بعد (۱۹۵۰م.)	BD.No	ستاره
AD	۳۵ ۱۵ ۳۹	۲۰ ۳۵ ۲۳	+۳۴ ۴۰ ۹۵	Go Cyg
AG	۳۵ ۴۳ ۱۷	۲۰ ۳۳ ۴۸	۳۵ ۴۱ ۸۰	Comp
AG	۳۵ ۱ ۲۵	۲۰ ۳۵ ۴۵	۳۴ ۴۰ ۹۸	Check

جدول شماره ۱۱

در هر شب در شروع مشاهده، ابتدا تلسکوپ را بر روی قسمتی از آسمان که در نزدیکی ستاره مقایسه قرار دارد تنظیم می‌کنیم. ضمن نگاه کردن به داخل چشمی ناحیه‌ای کوچک و فاقد ستاره را می‌یابیم. سپس این ناحیه را در وسط ریتکول قرار می‌دهیم و چشمی دوم را بیرون کشیده به مدت ۲۰ دقیقه به ازای سه صافی V,B,U نور زمینه آسمان را اندازه گیری می‌کنیم. همین مراحل را با تنظیم تلسکوپ روی ستاره مقایسه و متغیر نیز انجام می‌دهیم. مشاهده به ازای سه صافی V,B,U به ترتیب زیر انجام می‌شود:

آسمان در صافی V، آسمان در صافی B، آسمان در صافی U، مقایسه در صافی U، مقایسه در B، مقایسه در صافی V، متغیر در صافی V، متغیر در صافی B، متغیر در صافی V، مقایسه در صافی U، مقایسه در صافی B، مقایسه در صافی V، مقایسه در صافی V، آسمان در صافی B، آسمان در صافی V، آسمان در صافی U، مشاهده ستاره آزمایشی نیز در هر شب چندین بار انجام می‌شود. پس از انجام تصحیحات لازم در هر مرحله از مشاهده یک نقطه از منحنی نوری به دست می‌آید. در مجموع مشاهدات تعداد ۹۲۴ نقطه در سه صافی به طریق فوق بدست آمد.

کاهش اطلاعات:

پس از انجام کامل مشاهدات و پوشانده شدن کلیه قسمت‌های منحنی نوری، کاهش اطلاعات با استفاده از برنامه‌ای موسوم به REDWIP که توسط سی جی مک کوک در سال ۱۹۷۶ میلادی نوشته شده است، به ترتیب زیر انجام می‌گیرد:

الف - تعیین قدر:

در این برنامه آرایه‌هایی شامل زمان، کد صافی، کد ستاره، شدت نور و ضریب تقویت آمپلی فایر ضبط شده به عنوان ورودی قبول می‌کند. آنگاه داده‌های مربوط به هر صافی را جدا کرده و مقدار مشخصه نور زمینه آسمان را با استفاده از روشهای درون یابی در زمان اندازه‌گیری نور ستاره متغیر، مقایسه و آزمایشی به دست می‌آورد. سپس قدر هر ستاره را به کمک رابطه زیر محاسبه می‌کند.

$$m_{star} = -5/2 \log(I_{star} - I_{sky}) \quad (1-5)$$

در این رابطه m_{star} قدر ستاره I_{st} و I_{sky} به ترتیب مشخصه‌های نوری خوانده شده برای ستاره و زمینه آسمان در لحظه مشاهده ستاره است.

تعیین ضریب خاموشی:

جو زمین به دلیل وجود مولکولهای هوا، ذرات معلق و قطره‌های آب سبب جذب و پراکندگی قسمتی از نور ستاره‌های مورد مشاهده می‌شود. به این اثر کدري یا خاموشی جو زمین گفته می‌شود.

رسم منحنی نوری

برای رسم منحنی نوری ستاره CoCyg پس از انجام مراحل ذکر شده در قسمتهای قبل از زمان کمینه اول و دوره تناوب زیر که توسط سی زر ارائه شده است استفاده می‌کنیم:

$$\text{min. I} = 2445865/4056 + \frac{1}{71767.07E} \quad (2-5)$$

که در آن عدد اول زمان ژولینی کمینه اول، عدد دوم زمان تناوب برحسب کسری از روز و E تعداد دوره‌ها بعد از کمینه گزارش شده می‌باشد.

با انتخاب مقیاس مناسب برای فاز و اختلاف قدر تصحیح شده می‌توان منحنی نوری تغییرات قدر ستاره متغیر را بر حسب فاز رسم نمود.

زمان کمینه نوری و دوره تناوب:

برای بدست آوردن زمان کمینه نوری با استفاده از روش کی وی ابتدا یک سهمی را بر کمینه‌های اول و دوم منطبق می‌نماییم. نقاط کمینه این سهمی‌ها که بر حسب زمان ژولینی بیان می‌شوند. کمینه‌های مشاهده شده ستاره نامیده می‌شوند. از طرف دیگر، با توجه به نتایج راصدان قبلی می‌توان با اضافه کردن اعداد صحیح و مناسب دوره تناوب ستاره به کمینه نوری که توسط راصدان قبلی به دست آمده است، زمان کمینه نوری ستاره را از رابطه زیر محاسبه نمود.

$$JD_{min} = JD_{\circ min} + Ep \quad (3-5)$$

که در آن JD_{min} زمان کمینه محاسبه شده، JD_{min} و P زمان کمینه و زمان تناوب گزارش شده توسط راصدان قبلی و E عدد صحیح است که نشان دهنده تعداد دوره‌های سپری شده از آخرین کمینه گزارش شده می‌باشد.

در حالت کلی، زمان کمینه‌ای که از طریق مشاهده ستاره به دست می‌آید، و زمان کمینه‌ای که از طریق محاسبه حاصل می‌شود، با هم برابر نیستند. دلیل این اختلاف تغییر زمان تناوب ستاره دوتایی می‌باشد. اختلاف بین کمینه مشاهده شده و کمینه محاسبه شده را با $(O - C)$ نشان می‌دهند.

هر گاه کمینه‌های مشاهده شده توسط راصدان قبلی و همچنین کمینه مشاهده شده در رصد اخیر را بر حسب تعداد صحیح دوره‌های گذشته E از یک کمینه مشخص JD_{min} رسم کنیم، نموداری به نام $(O - C)$ به دست می‌آید که به کمک آن می‌توانیم زمان تناوب جدید را به دست آوریم.

برای محاسبه زمان تناوب جدید سیستم GO Cgg ابتدا به روش کی وی زمان کمینه‌های مشاهده‌ای منحنی نوری رصد فعلی را به دست می‌آوریم. سپس با استفاده از کلیه زمانها کمینه گزارش شده بعد از تاریخ $JD 2433111$ و رابطه

$$\min. I = J. D_{Hel} 2445865 / 4056 + \frac{1}{11767.07E} \quad (4-5)$$

اختلاف بین زمان مشاهده‌ای و محاسبه $(O - C)$ را به دست می‌آوریم.

سنتز منحنی‌های نوری

هدف از نورسنجی ستاره‌های دوتایی گرفتنی به دست آوردن عناصر فیزیکی مانند جرم، تابندگی ضرایب تاریکی لبه، دما، ضرایب تاریکی گرانی،... و عناصر هندسی مثل زاویه میل، شعاع و در نهایت ابعاد مطلق سیستم می‌باشد. پس از به دست آوردن منحنی نوری به صورت نموداری از تغییرات قدر و یا شدت بر حسب فاز به آنالیز منحنی نوری پرداخته می‌شود.

برای این منظور روشهای متعددی از جمله روش های، راس ل، کوپال، کمینه سازی و تصحیحات جزپی (ویلسون - دوینی) وجود دارد.

عوامل موثر بر منحنی نوری ستاره دوتایی گرفتگی:

پدیده گرفت: ساده ترین چیزی که می تواند بر شدت نور دریافت شده از یک دوتایی گرفتگی اثر بگذارد خود پدیده گرفتگی است.

در ساده ترین حالت دو ستاره را دو مولفه گردان و چرخنده حول هم و هم اندازه در نظر می گیریم. در صورتی که زاویه میل مدار به اندازه ای باشد که این دو ستاره از نظر ناظر زمینی از مقابل یکدیگر عبور کنند، پدیده گرفتگی روی می دهد و شدت نور دریافتی از ستاره ها کاهش می یابد، میزان کاهش نور ستاره در این حالت بستگی به سطحی از یک ستاره دارد که در پشت ستاره دیگر پنهان گشته است.

شکل مولفه ها:

شدت نور دریافت شده از یک ستاره بستگی به سطحی از ستاره دارد که در مقابل ناظر قرار گرفته است برای یک ستاره کروی این سطح برای تمام ناظرها یکسان است. اما اگر ستاره کروی نباشد مقدار نور تابش شده از ستاره در جهت های مختلف یکسان نمی باشد.

روش ویلسون - دوینی:

در روشهای متداول برای آنالیز منحنی نوری ستاره های دوتایی گرفتگی به یکی از دو روش زیر عمل می شود.

الف - قبل از حل منحنی نوری نخست همه عواملی که در منحنی نوری اثر می گذارد به طور مجزا بررسی شده و منحنی نوری را از وجود این اثرات پاک می کنند. سپس کمیت های مربوط به ستاره دوتایی را از حل منحنی نوری پاک شده به دست می آورند، از جمله این روشها می توان از روش لینل و پروکتل و بودینگ نام برد.

ب - همه عوامل موثر در منحنی نوری به طور هم زمان مورد بررسی قرار می‌گیرند. این روش‌ها به روش‌های سنتز نیز معروف است. یکی از متداول ترین و دقیق ترین روشهای این گروه روش ویلسون - دوینی است.

در روش ویلسون - دوینی ابتدا بر اساس مدل روچ شکل ستاره با از مقدار Ω پتانسیل سطح ستاره، شعاع و شکل مولفه سیستم دوتایی مشخصی می‌شود.

در مدل روچ فرض بر آن است که:

۱. تجمع جرم در نواحی مرکزی مولفه‌ها بسیار بالاست پس کل جرم ستاره در مرکز نهفته است.

۲. مدار گردش مولفه‌ها دایره است.

۳. محور چرخش ستاره اصلی و همدم عمود بر صفحه مدار است.

۴. چرخش ستاره اصلی و همدم آن حول محور خودشان هم گام با گردش مداری آنهاست.

پس از تعیین شکل مولفه‌ها، پوسته آنها به واحدهای کوچکی تقسیم می‌شود و با توجه به زاویه فاز مشخص می‌گردد. که این واحد کوچک در جه وضعیتی نسبت به ناظر قرار دارد.

تبصره: شکل مولفه‌ها:

شدت نور دریافت شده از یک ستاره بستگی به سطحی از ستاره دارد که در مقابل ناظر قرار گرفته است. برای یک ستاره کروی این سطح برای تمام ناظرها یکسان است. اما اگر ستاره کروی نباشد، مقدار نور تابش شده از ستاره در جهت‌های مختلف یکسان نمی‌باشد، در نتیجه اگر ستاره به دور خود و یا به دور همدم خود گردش نماید. برای یک ناظر که در یک جهت مشخص قرار گرفته است. شدت نور دریافتی تغییر می‌کند.

بنابر این نور یک ستاره کروی از دید ناظر ثابت حتی قبل از گرفت تغییر می‌کند. همان گونه که در مبحث سطوح هم پتانسیل بیان نمودیم، در ستاره‌های دوتایی نزدیک به

دلیل تاثیر میدان گرانشی دو ستاره بر هم و اثرات غیر انرسی اغلب دو ستاره شکل کروی ندارند. پس فرض کروی بودن ستاره‌ها در سیستم‌های دوتایی فرض قابل قبولی نیست، پس از پدیده گرفتگی این عامل مهمترین تاثیر را بر تغییرات نور ستاره‌های دوتایی نزدیک دارد.

آنگاه با در نظر گرفتن اثر تاریکی پدیده گرفتگی این عامل مهمترین تاثیر را بر تغییرات نور ستاره‌های دوتایی نزدیک دارد.

تاریکی گرانی:

یک ستاره یکتایی می‌تواند به صورت کره در نظر گرفته شود که تابش از همه ابعاد آن یکسان صورت می‌گیرد ولی یک ستاره دوتایی نزدیک، از آنجا که تحت تاثیر گرانشی هم هستند، لاجرم دو قسمت که در امتداد مراکز و مرکز جرم قرار دارد. از لحاظ شعاعی از مرکز ستاره بعد دارند، پس همین بزرگتر بودن عامل می‌شود. که در آن مناطق دمای کمتری وجود داشته باشد پس تابش آنها نسبت به سایر ابعاد ستاره کم فروغ تر است، فون زیبل در محاسبات خود نشان داد که در یک ستاره دوتایی نزدیک که تحت تاثیر نیروهای جذر و مدی شکل کروی خود را از دست داده است، شار انرژی تابشی در هر نقطه از سطح ستاره متناسب با گرادیان پتانسیل در آن نقطه می‌باشد. با توجه به این که شار انرژی تابشی برابر با حاصل ضرب کدورت K (که خود تابعی از چگالی و دما است) در اندازه گرادیان دما ∇T است لذا گرادیان دما ∇T با گرادیان پتانسیل $\nabla \varphi$ با هم موازی بوده، و شار تابشی باید با گرادیان پتانسیل $\nabla \varphi$ با همان شدت میدان گرانی متناسب باشد. به این ترتیب شار انرژی تابشی در هر نقطه را می‌توان از رابطه زیر محاسبه کرد:

$$\frac{f}{f_0} = \frac{|\nabla \varphi|}{|\nabla \varphi_0|} \quad (5-5)$$

در این رابطه f شار تابشی در نقطه‌ای است که شدت میدان گرانی $\nabla\varphi_0$ است اگر برای جو ستاره قانون تابش جسم سیاره را در نظر بگیریم رابطه فوق را می‌توانیم به صورت زیر بنویسیم:

$$\frac{T}{T_0} = \left(\frac{\nabla\varphi}{\nabla\varphi_0} \right)^{1/2^0} \quad (6-5)$$

که در آن T دمای مطلق سطح ستاره است. اما در ستاره‌هایی که در جو آنها جریانهای همرفتی گاز وجود داشته باشد ضریبی مثل g به توان اضافه می‌شود:

$$\frac{(\nabla\varphi)^{1/2^0g}}{\nabla\varphi_0} = \frac{T}{T_0} \quad (7-5)$$

که مقدار آن معمولاً کمتر از یک می‌باشد.

انعکاس نور:

وقتی به ستاره مجردی مثل خورشید نگاه می‌کنیم در واقع نیمی از خورشید که به سوی ماست مشاهده می‌کنیم اگر دو ستاره را در نظر بگیرید که حول همدیگر می‌گردند دو ستاره می‌توانند در حالات مختلف فازهای مختلفی از نور ستاره مقابل را منعکس کننده، و همین باعث نورهایی مزید بر نور خود ستاره خواهد شد که به آنها خاصیت انعکاسی گفته می‌شود. پس از تاریکی گرانی و اثر انعکاسی دمای واحدهای مختلف ستاره بدست می‌آید.

سپس با در نظر گرفتن از تاریکی لبه میزان شار تابشی در راستای دید ناظر تعیین می‌شود.

تاریکی لبه:

وقتی به ستاره‌ای به طور مستقیم نگاه می‌کنیم در راستای دید و مرکز ستاره چون نور از اعماق پر دمای ستاره بیرون می‌آید لاجرم تابش بیشتری را دارد و از طرفی جذب در جو ستاره در مرکز کمتر است اما در لبه‌های ستاره نوری را مشاهده می‌کنیم که از طبقات

سردتر ستاره نشات می‌گیرند لذا شدت تابش آنها کمتر است پس لاجرم تاریکتر هستند. با استفاده از نظریه انتقال تابش در جو ستاره‌ها شدت نور در لبه قرص یک ستاره از تابع خطی زیر محاسبه می‌شود:

$$I = I_0(1 - X + X \cos \gamma) \quad (۸-۵)$$

در رابطه فوق I شدت نور در لبه ستاره، I_0 شدت نور در مرکز قرص ستاره، δ زاویه بین راستای خط دید ناظر با امتداد عمود بر سطح ستاره و X یک کمیت بدون بعد است که به آن ضریب تاریکی لبه می‌گویند، که مقدار آن از $X=0$ برای ستارگانی که همه ستاره تابندگی یکسانی دارد تا $X=1$ برای ستارگانی که لبه کاملاً تاریک دارند متفاوت است. النعیمی مقدار X را برای دماها و طول موج‌های مختلف محاسبه کرده و در جدول‌هایی ارائه داده است.

تعیین مقدار ضریب لبه از طریق تجربی در طول موج‌های مختلف می‌تواند ما را از تغییرات دمای جو ستاره نسبت به عمق جو و در نتیجه از ساختار جو ستاره و ترکیبات آن آگاه کند.

در نهایت با جمع اثر تمامی این واحدها نور کل مجموعه محاسبه می‌شود. منحنی نوری که به این ترتیب به دست می‌آید منحنی نوری نظری سیستم نامیده می‌شود. کلیه این مراحل توسط یک برنامه کامپیوتری به نام LC که توسط ویلسون نوشته شده است اجرا می‌گردد.

نحوه اجرای برنامه LC

برنامه LC دارای هشت مد یا حالت اجرای متفاوت می‌باشد. این هشت مد عبارتند از: مد صفر: در مورد سیستم‌های جدا و نیمه جدا به کار می‌رود. در این مد اگر دمای یک ستاره و نسبت تابندگی در ستاره مشخص باشد، دمای ستاره دیگر به صورت یک پارامتر (مستقل از قانون تابش) محاسبه می‌شود.

مد ۱: برای سیستم‌های تماسی به کار برده می‌شود. در این برنامه به طور خود کار ضرایب تاریکی لبه (x_2, x_1) ، ضرایب تاریک گرانی (g_2, g_1) ، ضرایب بازتاب (A_2, A_1) و پتانسیل سطوح (Ω_2, Ω_1) برابر هم قرار داده می‌شوند. در این حالت T_1 دمای مولفه **ای** به عنوان یک پارامتر آزاد در نظر گرفته می‌شود، ولی T_2 (دمای مولفه دوم) از رابطه زیر محاسبه می‌شود.

$$T_2 = T_1 (a_2/a_1)^{1/2.5g} \quad (9-5)$$

که در آن a_1 و a_2 شتاب گرانشی در قطب‌های دو مولفه می‌باشد، در این مد L_2 تابندگی مولفه دوم با استفاده از T_2 محاسبه می‌شود. بنابر این، در این مد کمیت‌های $L_2, T_2, \Omega_2, A_2, g_2$ را نمی‌توان آزاد در نظر گرفت.

مد ۲: این مد برای سیستم‌های جدا به کار می‌رود. در این مد L_2 توسط تابع پلانک به T_2 مربوط می‌گردد به این ترتیب L_2 کمیت آزادی نبوده بلکه مقدار آن با توجه به T_2 که می‌تواند کمیت آزادی در نظر گرفته شود تعیین می‌گردد. معمولاً حل منحنی نوری یک سیستم دوتایی‌زا که از جدا، نیمه جدا، تماسی و یا فوق تماسی بودن آن اطلاع نداریم با مد ۲ شروع می‌کنیم.

مد ۳- این مد همانند مداست (برای سیستم‌های تماسی به کار می‌رود) با این تفاوت که در آن T_2 می‌تواند به عنوان یک کمیت آزاد در نظر گرفته شود.

مد ۴: برای سیستم‌های نیمه جدا که مولفه اول آنها سطح روچ خود را پر کرده است به کار می‌رود در این مد خود برنامه مقدار Ω_1 را به گونه‌ای انتخاب می‌کند که حد روچ بدون توجه به مقدار Ω_1 ذخیره شده در برنامه دقیقاً پر شود، در این مد L_2 ، Ω_1 نمی‌توانند کمیت‌های آزاد انتخاب شوند.

مد ۵: شبیه مد ۴ است با این تفاوت که در اینجا فرض شود مولفه دوم حد روچ خود را پر کرده است، و در نتیجه مقدار Ω_1 به گونه‌ای انتخاب می‌شود که حد روچ بدون

توجه به مقدار Ω_p ذخیره شده در برنامه پر شود، در این مد L_p و Ω_p نمی‌توانند کمیت‌های آزادی انتخاب شوند.

مد ۶: برای سیستم‌های دوتایی است که هر کدام از مولفه‌های حد روچ خود را پر کرده اند پس Ω_p و Ω_1 نمی‌توانند آزاد انتخاب شوند.

مد ۱-: این مد شبیه حد صفر است با این تفاوت که در آن زاویه فاز در تماس خارجی مقدار می‌گیرد. این مد بیشتر برای ستاره‌های دوتایی صادر کننده پرتو ایکس به کار می‌رود.

برای اجرای برنامه LC ابتدا مد مورد نظر را انتخاب می‌کنیم و اگر نظری نداریم لاجرم مد ۲ را انتخاب می‌نماییم در این فرض سیستم جدا می‌باشد.

سپس مقدار اولیه را برای دوازده کمیت ورودی، i (زاویه میل)، Ω_p و Ω_1 (پتانسیل سطح دو مولفه) T_1 و T_2 «دمای دو مولفه»، x_1 و x_2 (ضرایب تاریکی لبه)، g_1 و g_2 (ضرایب گرانی)، L_1 و L_2 (تابندگیهای تکنام هر یک از مولفه‌ها)، A_1 و A_2 (آلبدوها) و q نسبت جرم دو مولفه $\frac{n_1}{n_2}$ به ورودی برنامه داده و منحنی نظری را تشکیل می‌دهیم. با توجه به مقایسه این منحنی و منحنی تجربی آن قدر ضرایب مذکور را تغییر می‌دهیم تا بهترین انطباق با این منحنی به وجود آید. برای پتانسیل‌های سطحی گاهی از پتانسیل روچ فراتر می‌رود که در این صورت لازم است که مد برنامه را تغییر دهیم. و این مراحل را تکرار کنیم.

برنامه کامپیوتری تصحیحات Dc:

پس از حصول به بهترین توافق بین دو منحنی تجربی و نظری مقادیر انتخاب شده برای کمیت‌های ورودی و مد انتخاب شده را به ورودی برنامه Dc می‌دهیم. این برنامه دارای همان مدها و ورودیهای مشابه با برنامه LC می‌باشد. برنامه تصحیحات جزئی به شکل زیر عمل می‌کند، این برنامه ابتدا با توجه به داده‌های گرفته شده، تابندگی ستاره در

هر لحظه را محاسبه می‌کند. تابندگی واقعی ستاره در هر لحظه L_0 نیز از نقاط مشاهده‌ای بدست می‌آید. اختلاف این دو کمیت را به ΔL نشان می‌دهیم:

$$\Delta L = \sum_{i=1}^N (L_{0i} - L_{ci})^2 \quad (10-5)$$

که در آن N تعداد داده‌های مشاهده‌ای است.

واضح است که هر قدر کمیت‌های ورودی برنامه دارای خطای بیشتر باشد اندازه ΔL بزرگتر خواهد شد. خطاهای کمیت‌های ورودی را می‌توانیم با مشتق‌گیری از این رابطه و جایگزین کردن این مشتقات با اختلاف‌های محدود پیدا کنیم:

$$\Delta L = \frac{\Delta L}{\delta r_1} \Delta r_1 + \frac{\Delta L}{\delta r_2} \Delta r_2 + \frac{\delta L}{\delta x_1} \Delta x_1 + \frac{\delta L}{\delta x_2} \Delta x_2 + \frac{\delta L}{\delta i} \Delta i + \dots \quad (11-5)$$

اگر این معادله را برای هر نقطه از منحنی نوری بنویسیم یک مجموعه از معادلات شرطی به دست می‌آید که حل آنها محتمل‌ترین مقادیر خطاهای کمیت‌های ورودی را به دست می‌دهد.

اگر مقدار این خطاها را به مقادیر اولیه کمیت‌های ورودی اضافه کنیم، مقادیر دقیق‌تر آنها حاصل می‌شود، به طور که منحنی نوری نظری که با این مقادیر جدید به دست می‌آید به منحنی تجربی بسیار نزدیک‌تر خواهد بود.

کمیت‌های به دست آمده از برنامه DC را در برنامه LC قرار می‌دهیم. و تطابق بین دو منحنی نظری و تجربی را مشاهده می‌کنیم. در صورتی که انطباق اولیه در برنامه LC به خوبی انجام گرفته باشد، تطابق بهتری بین دو منحنی حاصل خواهد شد. در صورت وجود این انطباق مقادیر به دست آمده را به عنوان کمیت‌های فیزیکی و هندسی سیستم می‌پذیریم.

آنالیز منحنی نوری GO cyg

در نگاه اول شاید این تصور حاصل شود که می‌توان کمیت‌های ورودی در برنامه LC را آنقدر تغییر داد تا به یک انطباق خوب بین نمودارهای نظری و مشاهده‌ای رسید، اما هر انطباقی دلیل بر درست بودن فرضیات اولیه نیست، اگر آنها درست نباشد در هنگامی که این کمیات را برای تصحیح به نرم افزار DC می‌دهیم و مقدار خطاها را به LC اضافه می‌کنیم به جای اینکه خطا کمتر شود در مراحل بعدی بیشتر می‌شود. پس این نشان از این است که در داده‌های مفروض می‌بایست تجدید نظر کرد. همچنین ممکن است در ازای مقادیر اولیه داده شده به برنامه DC جوابهای ما با دقت خوبی همگرا شوند. اما هنگامی که این جوابها را برای مشاهده منحنی نوری نظری و مشاهده‌ای در برنامه LC قرار می‌دهیم. مشاهده کنیم که این دو منحنی با هم انطباق خوبی ندارند، در این حالت نیز بایستی تجدید نظر در مقادیر اولیه صورت پذیرد. به همین دلیل برای به دست آوردن جوابهای صحیح باید به شواهد فیزیکی و به ویژه مشاهده‌های انجام شده به روش طیف سنجی برخی از کمیت‌های اولیه را بدست آورد با توجه به اهمیت اطلاعات از داده‌های طیف سنجی و کارهای محققان دیگر همزمان با شروع مشاهده می‌پردازیم.

حل نورسنجی دوتایی گرفتی GO Cyg به روش ویلسون - دوینی

در ابتدا نتایج رصدی را که به دست آوردیم چون به صورت قدر بر حسب فاز می‌باشد با نرم افزارهای خاصی چون REDWIP و NORM بر حسب شدت و فاز مرتب می‌کنیم. سپس با توجه به زمان کمینه‌های بدست آمده برای هر صافی، اختلاف این زمان را با زمان کمینه محاسبه‌ای به دست می‌آوریم. و با توجه به مقادیر بدست آمده به مقدار فاز داده‌ها مقادیری را اضافه یا کم نمودیم. به نحوی که کمینه‌های اول منحنی‌های نوری ما بر فاز صفر منطبق گردیدند. برنامه نرم NORM علاوه بر تبدیل قدر به شدت، داده‌های مشاهده‌ای را به دو صورت نرمال و غیر نرمال مطابق با فرمت ورودی برنامه LC آماده می‌سازد، و ذخیره می‌سازد.

پس از اجرای این برنامه ۵۲ نقطه نرمال در صافی B، ۶۱ نقطه نرمال در صافی U و ۶۵ نقطه نرمال در صافی V به دست آوردیم و حل نورسنجی این سیستم را به کمک این نقاط انجام دادیم.

حل نورسنجی سیستم را از داده‌های به دست آمده در صافی B شروع کردیم.

۱- برنامه LC دارای سه فایل ورودی است.

- داده‌های یکی از این فایل‌های ورودی ثابت بوده و برای سیستم‌های مختلف فرقی نمی‌کند.

- داده‌های دو فایل دیگر بسته به نوع صافی و مشخصات هندسی و فیزیکی مولفه‌های ستاره دوتایی فرق می‌کنند.

۲- هر کدام از این داده‌های ورودی را به همراه علامت اختصاری آنها در برنامه معرفی کرده و مقادیری را که برای آنها در برنامه قراردادده ایم بیان می‌کنیم.

۳-MODE: برای شروع کار مد ۲ را انتخاب می‌کنیم.

- این مد برای سیستم‌های جدا از هم می‌باشد. چنانچه نوع سیستم غیر از این باشد

تغییرات پتانسیل‌های سطح Ω_1 و Ω_2 ما را به سمت مد مناسب هدایت می‌کند.

۴-IfATZ, IfATJ: این ورودی را دو مقدار ۰ یا ۱ اختیار می‌کنند. چنانچه مقدار ۰

برای این مقادیر انتخاب شود قانون تابش جو ستاره برای آن منظور شده است.

۵- f_1 و f_2 : نسبت آهنگ چرخش زاویه‌ای ستاره‌ها حول محور خودشان به سرعت

زاویه‌ای گردش آنها حول مرکز جرم مشترکشان می‌باشد. چنانچه این نسبت را برابر ۱

بگیریم. دوران زاویه‌ای ستاره‌ها حول محور خودشان با دوران آنها حول مرکز جرم

مشترکشان برابر است. با توجه به اینکه در دوتایی‌های نزدیک تأثیرات جذر و مد سبب

همگام شدن گردش آنها می‌شود. برای f_1 و f_2 مقدار ۱ را بر می‌گزینیم.

۶-THE: فقط در مد ۱- به کار می‌رود و مقدار زاویه فاز را در تماس خارجی نشان

می‌دهد.

PHV-۷: فازی است که منحنی نوری به آن نرمالیزه شده است.

KPH-۸: افزایش فاز را به صورت هزارم یک دور گردش نشان می‌دهد. مثلاً $KPH=50$ فاصله بین نقاط خروجی را در محدوده بین ۰ تا ۰/۵ برابر ۰/۰۵ در نظر می‌گیرد.

۹- i (زاویه میل مدار): زاویه میل مدار از مواردی است که مقدار دقیق تر آن از طریق حل نورسنجی سیستم به دست می‌آید. با توجه به کارهای سی زر و همکاران (۱۳۶۴ هجری شمسی) مقدار اولیه $i = 75^\circ$ را برگزیدیم و مقدار نهایی در ازای بهترین انطباق از برنامه LC برابر با $i = 79$ در نظر گرفتیم.

۱۰- T_1 و T_2 دمای مولفه‌های اول و دوم: دمای مولفه اول را با توجه به رده طیفی B_9 که توسط پرس (۱۳۱۱ هجری شمسی) به دست آمده برابر با $10350 K^\circ$ گرفتیم. برای انتخاب دمای مولفه دوم با توجه به اینکه رده طیفی آن دقیقاً مشخص نبود از برنامه LC کمک گرفتیم. بهترین انطباق در دمای $5900 K$ مشاهده شد.

۱۱- x_1 و x_2 ضرایب تاریکی لبه: ضریب تاریکی مولفه اول و دوم را با توجه به دمای در نظر گرفته شده طول موج صافی مورد نظر با استفاده از جداولی که توسط النعمی (۱۳۶۰ ه.ش) محاسبه شده است مقادیر x_1 و x_2 را برای هر صافی به ترتیب، در صافی $V, 45, 0, i$ در صافی $B, 55, 0, 79$ در صافی $U, 58, 0, 65$ ، بدست آمده است.

۱۲- g_1 و g_2 ضرایب تاریکی گرانی: با توجه به دمای در نظر گرفته شده برای دو مولفه جو مولفه اول را به صورت تابشی و جو مولفه دوم را به صورت همرفتی در نظر گرفتیم با در نظر گرفتن محاسبات فون زیپل (۱۳۰۳ ه.ش) و لوسی (۱۳۴۶ ه.ش) ضرایب تاریکی گرانی برای این نوع نوع جو برابر $g_1 = 1$ و $g_2 = 0/32$ بدست می‌آید.

۱۳- A_1 و A_2 آلبدو مولفه اول و دوم: مقادیر آلبدو برای ستاره‌های دارای جو تابشی و همرفتی با توجه به محاسبات لوسی (۱۴۳۶ ه.ش) برابر $A_1 = 1$ و $A_2 = 0/5$ در نظر گرفتیم.

۱۴- q نسبت جرم مولفه دوم به مولفه اول: $\frac{m_2}{m_1}$ مقدار نسبت جرم دو مولفه از حساس‌ترین کمیت‌های ورودی در برنامه ویلسون-دوینی است. با توجه به اینکه مقادیر تئانسیل حدی به کمک این نسبت محاسبه می‌شوند. اطلاع نداشتن از مقدار درست q می‌تواند به حل‌های مختلف برای یک سیستم دوتایی منتهی شود. از طرف دیگر می‌دانیم که q از مواردی است که به وسیله طیف سنجی قابل محاسبه است.

تنها نتایج طیف سنجی منتشر شده مربوط به این سیستم مربوط به ترس (۱۳۱۲ هـ ش) است وی مقدار $q = 0/83$ بدست آورد، سی رز و همکارانش نیز در حل نورسنجی به روش ویلسون-دوینی به مقدار $q = 0/603$ دست یافته بودند. به دلیل اینکه دقت طیف سنجی بیشتر از نورسنجی است مقدار $q = 0/83$ در نظر گرفتیم.

۱۵- L_1 و L_2 تابندگی مولفه اول و دوم: مقادیر L_1 و L_2 در برنامه LC تاثیر زیادی ندارد. به همین دلیل از مقادیر به دست آمده توسط سی زر و همکاران برای مقادیر اولیه آن استفاده کردیم.

۱۶- Ω_1 و Ω_2 پتانسیل سطح مولفه‌ها:

با توجه به جوابهای سی زر و همکاران برای شروع $\Omega_1 = 3/06$ و $\Omega_2 = 3/3$ انتخاب نمودیم.

۱۷- مدار گردش مولفه‌ها را دایروی در نظر گرفتیم پس $e = 0$

۱۸- مدرکی دال بر وجود منبع سوم در این سیستم مشاهده نکردیم پس $L_3 = 0$ منحنی نوری نظری که به این ترتیب به دست آمد با منحنی نوری مشاهده شده تفاوت زیادی داشت.

چه کنیم؟

با توجه به تاثیر کم مقادیر $A_2, A_1, L_2, L_1, g_2, g_1, x_2, x_1$ بایستی با تغییرات کمیت‌های ورودی دیگر به یک انطباق رسید.

(الف) با ثابت در نظر گرفتن T_1 و تغییر دمای T_2 به یک انطباق مناسب در عمق کمینه‌های نوری رسیدیم.

(ب) این مقادیر را ثابت نگه داشتیم و مقادیر Ω_1 و Ω_2 را تغییر دادیم تا قسمتهای دیگر این منحنی‌ها بر هم منطبق گردد.

(ج) پس از رسیدن به یک انطباق نسبی، مقادیر به دست آمده را در برنامه تصحیحات جزئی DC قرار دادیم.

(د) در ابتدا کمیت‌های $i, T_2, \Omega_1, \Omega_2, L_1$ را آزاد و کمیت‌های $A_1, g_1, g_2, x_1, x_2, L_2, q$ را ثابت در نظر گرفتیم.

بعد از هر مرحله اجرای برنامه DC بایستی مقادیر تصحیحات داده شده برای این کمیت‌ها را به مقادیر اولیه آنها بیافزاییم. برای سرعت عمل این کار را به کمک یک برنامه کامپیوتری فرتن به نام HDC انجام دادیم. در هر بار اجرای این برنامه مقدار تصحیحات با مقادیر اولیه جمع شده، و نتیجه در فایل‌ی به نام dcc, inp ذخیره می‌شود. با کپی کردن این فایل در فایل dc, inp برنامه DC برای اجرا بعد آماده می‌شود.

پس از چند مرحله تکرار برنامه DC تصحیحات انجام شده بر روی Ω_1 نشان دهنده این بود که مولفه اول حد روچ خود را پر کرده است. بنابر این مد اجرای برنامه را از ۲ به ۴ تغییر داده و کلیه مراحل را از ابتدا تکرار نمودیم. اما همگرایی حاصل نگردید. سپس کلیه مراحل فوق را در ازای $q=0/603$ که توسط سی‌زر و همکارانش به دست آمده بود تکرار نمودیم. اما این بار هم به نتایج همگرایی نرسید.

در مواقعی که مقدار q از داده‌های طیف سنجی مشخص نیست و یا در درستی آن داده‌ها شک و تردید وجود دارد، معمولاً q را از روی جستجوی q که توسط لی یونگ و اشنايدر ارائه گردیده است به دست می‌آورند، در این روش در ازای q های متفاوت پاسخهای مناسب برنامه LC را یافته و آنها را در برنامه DC قرار می‌دهند.

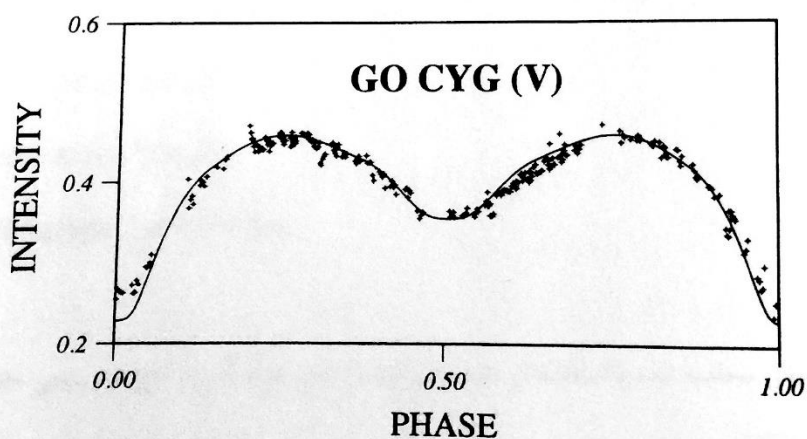
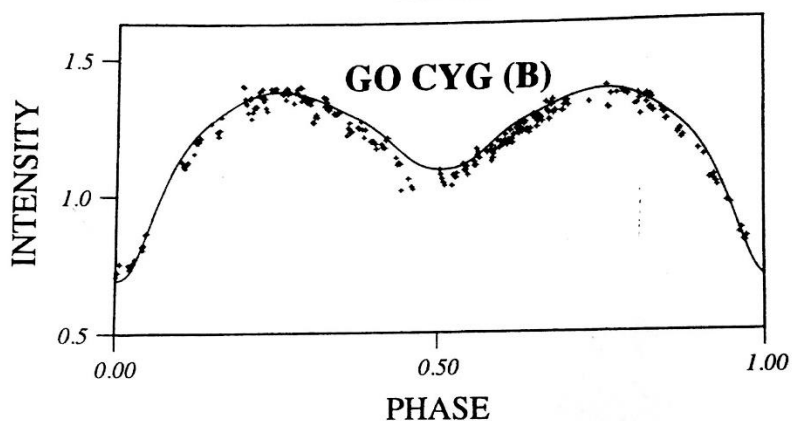
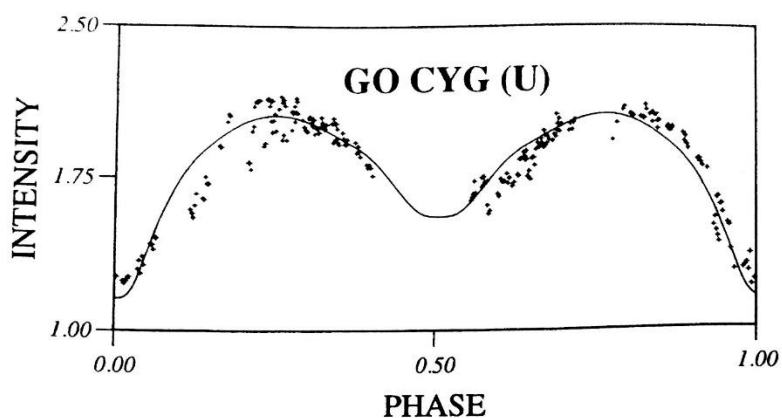
پس از اجرای برنامه DC و رسیدن به پاسخ‌های هم‌گرا مقدار $\Sigma(O - C)^2$ را برای هر مقدار q یادداشت می‌کنند. سپس نمودار $\Sigma(O - C)^2$ را بر حسب q رسم کرده و از روی آن بهترین مقدار q را که در ازای آن کمترین $\Sigma(O - C)^2$ به دست آمده است، انتخاب می‌کنیم. این روش در صورتی قابل اطمینان است که تفاوت $\Sigma(O - C)^2$ برای مقادیر q قابل توجه بوده و به علاوه این نمودار دارای یک کمینه کلی باشد وگرنه این امکان وجود دارد که q انتخاب شده مربوط به یک کمینه موضعی باشد.

رافرت و مارک ورث (۱۳۶۵ هـ ش) به تفصیل در این باره و همگرایی جوابها در روش ویلسون-دوینی صحبت کرده اند. در روش ما هر چند تفاوت $\Sigma(O - C)^2$ زیاد برای مقادیر مختلف q زیاد نبود. ولی به ازای دو مقدار $q = 0/425 \pm 0/030$ و $q = 0/3 \pm 0/032$ کمترین مقدار را داشت. تفاوت زیاد این مقادیر با داده‌های طیف سنجی و کارهای دیگران ما را بر آن داشت تا به جستجوی داده‌های طیف سنجی برای این سیستم بگردیم. در جستجویی مشخص شد سی‌زر در رصد مجددی مقدار $q = 0/428$ بدست آورده است این مقدار خیلی نزدیک به مقداری بود که گروه دیگر به سرپرستی هولمگرن یعنی $q = 0/426$ بدست آورده بودند، پس $q = 0/426$ و مد را به ۴ بازگردانیدیم. کمیت‌های آزاد در این مرحله T_2, i, Ω_2 و q بود پس از چند مرحله تکرار در ازای $q = 0/425 \pm 0/030$ به جوابهای مطلوب رسیدیم، سپس مقادیر q, T_1, Ω_1 را ثابت و کمیت‌های دیگر مثل $A_1, A_2, g_1, g_2, x_1, x_2$ را به تناوب آزاد گذاشتیم. پس از حل نورسنجی این سیستم در صافی B بازای $q = 0/425$ به حل نورسنجی سیستم در صافی U و V پرداختیم نتایج به دست آمده در این صافی در جدول صفحه بعد وجود دارد.

پارامترهای محاسبه شده از حل نورسنجی Go Cyg

Parameter	V	B	U
λ (Å°)	5430	4200	3200
i (degrees)	82.311 ± 0.947	80.723 ± 0.698	82.855 ± 2.326
$q = M_1/M_2$	0.428	0.425	0.428
Ω_1	2.7347	2.7287	2.7347
Ω_2	2.9590 ± 0.02	2.9449 ± 0.067	2.9308 ± 0.05
T_1 °K	10350	10350	10350
T_2 °K	6428 ± 120	6444 ± 102	7697 ± 489
A_1	1	1	1
A_2	0.5	0.5	0.5
G_1	1	1	1
G_2	0.32	0.32	0.32
$L_1/(L_1+L_2)$	0.931	0.951	0.914
$L_2/(L_1+L_2)$	0.068	0.048	0.085
X_1	0.45	0.55	0.58
X_2	0.62	0.79	0.65
r_1 (pole)	0.4269	0.4275	0.4269
r_1 (point)	0.5534	0.5540	0.5534
r_1 (side)	0.4550	0.4556	0.4550
r_1 (back)	0.4819	0.4825	0.4819
r_2 (pole)	0.2512	0.2517	0.2552
r_2 (point)	0.2541	0.2754	0.2915
r_2 (side)	0.2580	0.2586	0.2625
r_2 (back)	0.2740	0.2750	0.2799
$\Sigma W(O-C)^2$	0.000087	0.000028	0.000457

شکل زیر هم منحنی‌های نوری مشاهده‌ای و نظری را بر اساس نتایج بدست آمده در این صافی نشان می‌دهد. همان گونه که مشاهده می‌شود در صافی‌های V, B, U توافق نسبتاً خوبی وجود دارد، اما نتایج بدست آمده در صافی U رضایت بخش نیست.



منحنی نوری Go Cyg، نقاط مجزا منحنی نوری مشاهده‌ای و منحنی پیوسته، منحنی نوری نظری منطبق با جدول شماره؟؟ است.

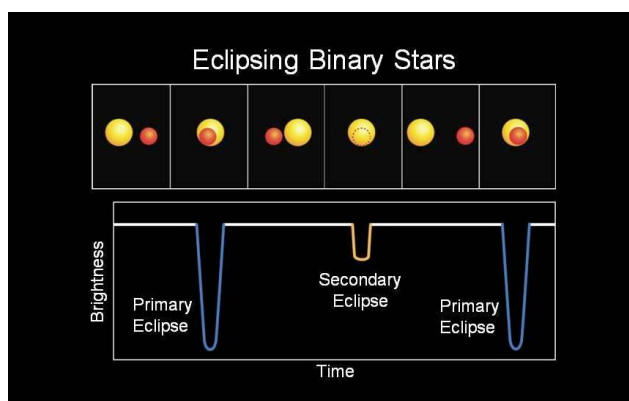
ضمیمه

ضمیمه

انواع متغیرهای دوتایی

متغیرهای گزفتی^۱: دوتایی‌های نزدیکی هستند که در آن صفحه مداری به صورت تصادفی با خط دید ما هم‌مخوانی دارد از آنجا که یک ستاره از مقابل دیگری عبور می‌کند، فروپاشی در ترکیب نوری رخ میدهد و گرفت اتفاق می‌افتد. بیشترین نور از دست رفته زمانی اتفاق می‌افتد که دو همدم از مقابل یکدیگر عبور کنند.. این‌ها به عنوان اولین نوع متغیرهای دوتایی شناخته شده‌اند.

در بسیاری از موارد ستاره‌ی درخشان‌تر از مقابل ستاره کم‌نورتر عبور میکند که نتیجه آن گرفت ثانویه میشود. زمان بین گرفت اولیه برابر با دوره مداری سیستم است.



عکس شماره ۱۰

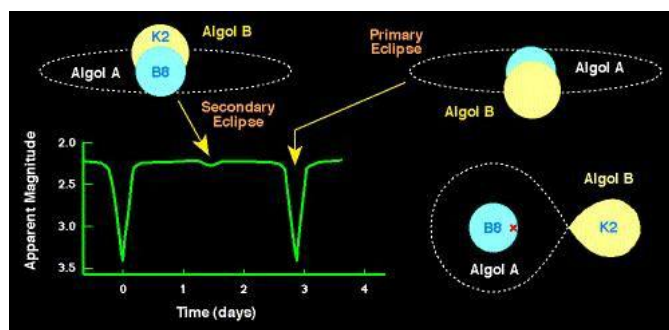
سیستم‌های دوتایی به دلایل بسیاری جالب هستند. بیش از نیمی از تمام ستاره‌های دوتایی سیستم‌هایی چندگانه هستند.

^۱ Eclipsing variables

علت سیستم‌های دوتایی هنوز شناخته نشدند و احتمالا چندین حالت متفاوت وجود دارد که می‌توان آنها را ایجاد کرد. واقعیتی که وجود دارد این است که دوتایی‌های گرفتی در نزدیکی یکدیگر قرار دارند و به طور چشمگیری بر تکامل خود تاثیر می‌گذارند. منحنی‌های نوری دوتایی‌های گرفتی سرخ‌های مهمی در تعیین خواص فیزیکی مانند اندازه، جرم، درخشندگی و درجه حرارت اجزاء ستارها هستند.

طبقه بندی متغیرهای گرفتی

متغیرهای الغول (EA)^۱

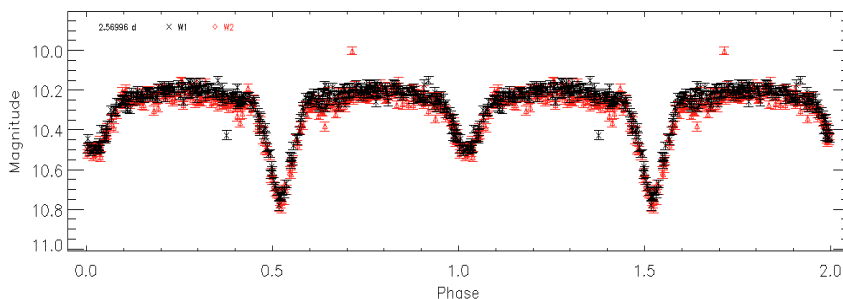


عکس شماره ۱۱

سیستم‌های گرفتی، کروی یا کمی بیضی شکل هستند

لحظه دقیق آغاز و پایان گرفت‌ها در منحنی‌های نوری آنها بخوبی تعریف شده است. و گاهی ممکن است گرفت ثانویه وجود نداشته باشند. منحنی نوری اساسا بین زوایای مسطح است و اینکه به دلیل بیضوی بودن با تغییرات فیزیکی اجزاء، یا اثرات بازتاب ممکن است کمی متفاوت باشد. دوره مداری از ۰/۲ تا بیش از ۱۰۰۰۰ روز است و دامنه تغییرات می‌تواند به مقادیر مختلف برسد.

^۱EA : Eclipsing Algol



منحنی نوری متغیر نوع EA عکس شماره ۱۲

اثر بازتاب

اگر دو ستاره نزدیک بهم به دور یکدیگر بچرخند، انرژی هر کدام از همدم‌ها، جذب و پس از آن دوباره منتشر می‌شود. سمت ستاره همدم آن گرم‌تر و در نتیجه کمی روشن‌تر از طرف مقابل است. این پدیده طبیعی را بازتاب می‌گویند. اثر بازتاب درست قبل از گرفت ستاره‌ی سردتر و کم‌نورتر آشکار است که این "برآمدگی‌ها" را در منحنی نوری پس از گرفت ثانویه تولید می‌کند.

بتا شلیاق، متغیرهای نوع ۱ (EB)

متغیرهای بیضوی شکلی هستند.

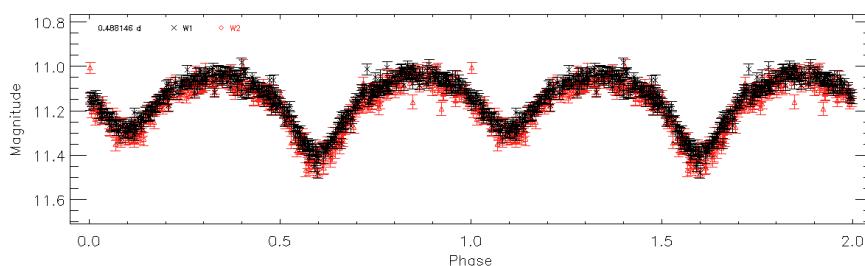
تعیین زمان دقیق شروع و پایان گرفت غیرممکن است زیرا

روشنایی سیستم به طور مداوم تغییر می‌کند.

دوره تناوب آنها عمدتاً طولانی‌تر از یک روز است و دامنه نوری آن می‌تواند به بزرگی

قدر ۲ تغییر کند.

ستاره‌های این سیستم معمولاً از نوع طیفی A و B می‌باشند. لازم به ذکر است که بتا شلیاق حالت غیر معمولی است که نباید بعنوان نمونه اولیه در دسته ستارگان متغیر قرار بگیرد.



منحنی نوری بتا شلیاق عکس شماره ۱۳

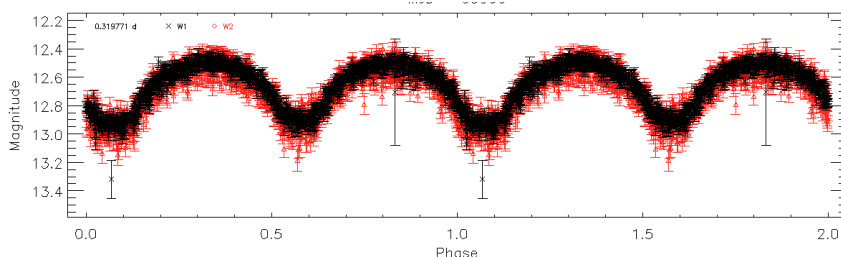
تصویر فعلی منحنی نوری بتا شلیاق است که این دوتایی گرفتی در مرحله انتقال جرم بین یکدیگرند. ستاره با از دست دادن جرم که حدود سه برابر خورشید است تا حد روچ خود را پر می‌کند و مواد را به سمت همدم سنگین ترش با سرعت برابر جرم خورشید ($10^{-5} \text{ M}(\text{sun}) \text{ yr}^{-1}$) می‌فرستد.

این امر منجر به مشاهده افزایش سریع دوره مداری با سرعت ۱۹ ثانیه در سال میشود. ستاره شروع به بدست آوردن جرم میکند که به عنوان ستاره نوع B با جرمی حدود ۱۳ برابر خورشید است و در یک دیسک برافزایشی مبهمی که ساختاری جت مانند دارد) که عمود بر صفحه مداری و همانند هاله‌ای از نور در قطب ستاره) کاملاً پنهان می‌شود. تابش مشاهده شده بر روی دیسک نشان از مطابقت دمای بسیار پایین ستاره با ستاره اولیه B دارد. دیسک تابشی، ستاره مرکزی را در امتداد صفحه مداری محافظت میکند و در جهت عمود بر آن توزیع می‌کند به همین دلیل است که ستاره به هنگام از دست دادن جرم درخشانتر از دو قسمت طیف نوری به نظر می‌رسد.

در حال حاضر، تخمین‌های معتبری از تمام خواص بنیادی دوتایی‌ها و اجزای آن در دسترس هستند. با این حال، به رغم پیشرفت بزرگ در درک این سیستم در سال‌های اخیر، برخی اختلاف نظرهای بین مدل‌های موجود هنوز باقی مانده است.

نی نوری دب اکبر نوع^۱ EW

متغیرهای (EW) دب اکبر، متغیرهای گرفتی بیضوی شکل هستند که تقریباً در تماس با یکدیگرند، در حالیکه آنها یک مرکز جرم مشترک را در مدار قرار خود می‌دهند به این ترتیب با یکدیگر در تماس هستند. همانند متغیرهای بتا شلیاق، زمان دقیق شروع و پایان گرفت غیرممکن است مشخص شود زیرا روشنایی سیستم به طور مداوم تغییر می‌کند. عمق گرفت اولیه و ثانویه تقریباً برابر است. دوره‌های مداری معمولاً کمتر از یک روز و دامنه تغییرات معمولاً کمتر از 0.8 درجه است و نوع طیف آنها از F-G به بعد است.

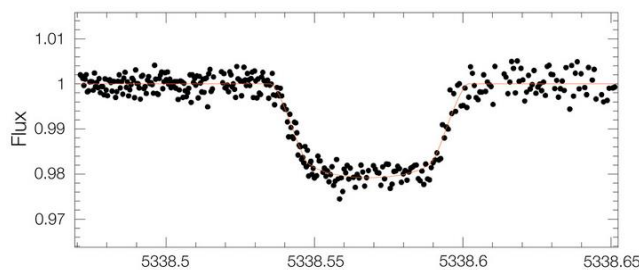


عکس شماره ۱۴

متغیرهای عبوری فراخورشیدی^۲ (EP)

ستاره‌هایی هستند که تغییرات نوری بی نهایت کمتری دارند تغییرات بی نهایت نور آنها از دید ما ناشی از گرفتگی یک یا چند سیاره‌ی آن از مقابل ستاره‌شان است

EW : Eclipsing W Ursae Majoris ^۱
Exoplanet transiting ^۲



عکس شماره ۱۵

منحنی نوری گذر سیاره فراخورشیدی از ستاره خود WASP-۱۹b

حد روچ

مدل‌های طبقه‌بندی مدرن از دوتایی‌ها، از جمله دوتایی‌های گرفتی، بر اساس مفاهیم حد روچ و نقاط لاگرانژی است.

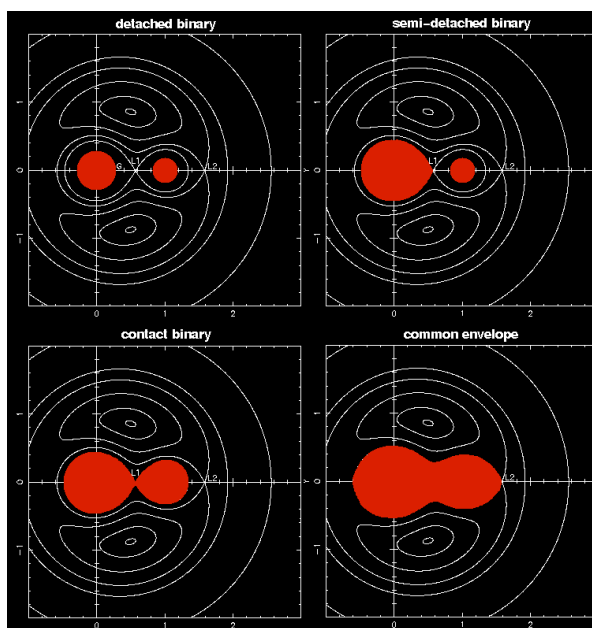
دوتایی‌های جداگانه سیستم‌هایی هستند که در آن هر دو ستاره همدم در حد روچ قرار دارند.

در این سیستم ستاره‌ها تقریباً کروی هستند و اعوجاج بسیار کمی دارند. دوتایی‌های نیمه مجزا سیستم‌هایی هستند که در آن یک ستاره حد روچ را پر می‌کند و کج می‌شود (شکل طبیعی خود را از دست می‌دهند).

احتمالا ستاره همراه

توده‌ای را از طریق انقباض در نقطه لاگرانژی داخلی بر روی آن از دست می‌دهد تماس دوتایی‌ها زمانی رخ می‌دهد که هر دو ستاره لبه‌های حد روچ خود را پر می‌کنند و اساساً در

تماس با یکدیگر قرار می‌گیرند. در بعضی موارد حلقه یا پوششی از مواد است که درهم می‌شکند و بخاطر متمایز بودن ستاره‌ها از یکدیگر ممکن است ستاره جفت خود را احاطه کند که اغلب یک محیطی از ستاره یا بیشتر از محیط دوتایی را دربرمیگیرد.



عکس شماره ۱۶ دیاگرام هندسی از سیستم‌های مختلف دوتایی حد روچ

متغیرهای فوران‌کننده

متغیرهای فوران‌کننده یک گروه از دوتایی‌های غیر یکدست هستند. هیچ مکانیسم واحدی برای تغییرپذیری آنها وجود ندارد. دلایل رفتار آنها می‌تواند منحصر به فرد و غیر مرتبط به سایر متغیرهای فوران‌کننده باشد، در برخی موارد به تعریف درستی از آنها نشده و درک ضعیفی از آن داریم. در حقیقت، بسیاری از ستارگان به عنوان ستارگان نامنظم در GCVS نامگذاری (مشخص) می‌شوند، در واقع ممکن است به سایر ستاره‌ها اختصاص داده شوند تا بهتر درک شوند

متغیرهای تحول یافته (CVs)^۱

متغیرهای تحول یافته، سیستم‌های دوتایی نزدیک نیمه جدا هستند که در آن کوتوله سفید مواد اضافی تا حد روچ دوباره پرمیکند.

^۱ CVs: cataclysmic variables

اکثر متغیرهای تحول یافته شناخته شده در بیشتر مواقع به ترتیب انتقال جرم از ستاره اصلی به ستاره ثانویه (کوئوله سفید wd^۱) به همراه دیسک برافزایشی اتفاق می‌افتد. دوره‌های مداری این متغیرها معمولاً بین ۷۵ دقیقه تا ۶ ساعت است. گرچه سیستم‌های استثنایی نیز وجود دارد که دارای ستاره‌های کمک کننده جمع و جور با دوره‌های خارج از این محدوده هستند و معمولاً تکامل یافته اند.

متغیرهای دوار

لکه‌های خورشیدی

تمام ستاره‌ها چرخش دارند، بنابراین منظور از متغیرهای چرخشی چیست؟ این ستارگان متغیر هستند

به دلیل ناهماهنگی در روشنایی سطح ستاره و یا به دلیل کشش گرانشی ستاره مجاور به شکل بیضوی مانند تبدیل شده است.

این بی‌نظمی‌های اشکال در حال تغییر است و ما تغییرات روشنایی در ستارگان را درک می‌کنیم.

بیاید با یک ستاره متوسط مانند خورشید شروع کنیم. چهره اش بارها با لکه‌های خورشیدی خال دار شده است.

که به حالت خورشید چرخش می‌دهند و از بین می‌روند. این تغییر در درخشندگی خورشید از نظر ناظر زمینی بسیار کم و تقریباً غیر قابل تشخیص است. همچنین می‌بینیم. این لکه‌ها نه تنها در هر ماه، بلکه در دوره‌های طولانی‌تر افزایش و سپس کاهش می‌یابد آن هم بدلیل چرخه ۱۱ ساله لکه‌های خورشیدی است.

WD : white dwarf ۱

نواخترها

نواختر کوتوله طی فوران‌های متعددی که دارد روشنایی‌شان تقریباً ۲ تا ۵ درجه افزایش می‌یابد. هرفوران بین دو تا بیست روز طول می‌کشد که مربوط به فاصله زمانی هر دوره ی انفجار نواختر می‌شود. این فاصله زمانی، نیمه دوره‌ای است و از روزها و دهه‌ها متغیر است. در حالی که نواخترهای کلاسیک و بازآیند نتیجه واکنش‌های هسته‌ای بر روی سطح کوتوله سفید هستند که ناشی از مکانیزم متفاوت است. دوامکان برای علت انفجار همراه با مدل دیسک بی ثبات گذاشته می‌شود که بین منجمان رایج است. اینکه به بازتولید بسیاری از کوتوله‌های سفید انفجاری منجر می‌شود.

در این مدل دیسک برافزایشی اطراف کوتوله سفید قبل از بی ثباتی قادر به جمع کردن مقدار معینی از گاز در یک سرعت ثابت می‌شود. این بی ثباتی سبب می‌شود که مواد زیادی در کوتوله سفید به طور موقتی انباشته شود و بر اثر انفجار نواختر مقدار زیادی انرژی گرانشی آزاد شود. دیسک برافزایشی مقداری از جرم را از دست می‌دهد و دوباره ثابت می‌شود. انتقال مواد به سمت کوتوله سفید افزایش می‌یابد و به حالت نرمال بر میگردد و دوباره سیستم ثابت می‌شود. این چرخه مجدداً تکرار می‌شود و دیسک دوباره جرم کافی برای خود جمع کرده تا زمانی که دیسک برافزایشی بوجود بیاید. مدل جایگزین مدل انتقال جرم انفجاری است. که در آن افزایش ناگهانی انتقال ماده از ستاره همدم به دیسک برافزایشی است که باعث می‌شود دیسک در هم فرو رود. نتیجه میگیریم مواد با سرعت زیادی به طور موقتی درون کوتوله سفید انباشته می‌شوند و بر اثر انفجار نواختر مقدار زیادی انرژی گرانشی آزاد می‌شود.

با توجه به علت اختلاف انفجارها یکی از ویژگی‌هایی که نواختر کوتوله را از نواختر بازآیند و کلاسیک تشخیص می‌دهیم این است که آنها قسمتی از مواد را بر اثر انفجار خارج نمی‌کنند علاوه بر این افزایش روشنایی‌شان از نواخترهای دیگر کمتر است.

بنابراین به لفظ کوتوله نامیده می‌شوند. از بین چند صد نواختر شناخته شده آنها فراوان ترین نوع نواختر هستند.

بنظر می‌رسد نواخترهای بازآیند به همان شیوه نواخترهای کلاسیک بوجود می‌آیند. از طریق کوتوله سفید در یک سیستم دوتایی نزدیک یک لایه سطحی هیدروژن، از جرم همدم اصلی می‌گیرد.

هنگامی که دمای لایه پایینی هیدروژن به 10^8 میلیون کلوین میرسد واکنش هیدروژنی سریعی رخ می‌دهد که از اطراف لایه کوتوله سفید در حال گسترش، خارج می‌شود. این یک انفجار نواختری است. درحالی که نواخترهای کلاسیک تنها یکبار در انفجار نواختری مشاهده شده‌اند. نواخترهای بازآیند در طی قرون گذشته تنها دو انفجار داشته‌اند (زمانی که اخترشناسان به این موضوع توجه نشان دادند). فاصله زمانی بین انفجارها از 10^4 تا 10^6 سال متغیر است. اخترشناسان گفته‌اند زمانی نواخترهای کلاسیک مشاهده می‌شوند که نواخترهای بازآیند زمان کافی برای انفجار را داشته باشند. اخترشناسان برای باورند که ۸ نواختر بازآیند تمایل دارند روشنایی کمتری نسبت به نواخترهای کلاسیک حالت ثابت داشته باشند. در انفجارها معمولاً روشنایی یکسان دارند و یا از نواخترهای کلاسیک ضعیف‌ترند. بیشترین روشنایی برای نواخترهایی است که زمان انفجار کوتاهی دارند.

تصویر رنگی ستاره راس الغول در صورت فلکی برساوش

راس الغول در حداکثر نورانیت از قدر $2/1$ و در حداقل نورانیت از قدر $3/4$ دیده می‌شود. فاصله بین دو گرفت $2/9$ روز است.

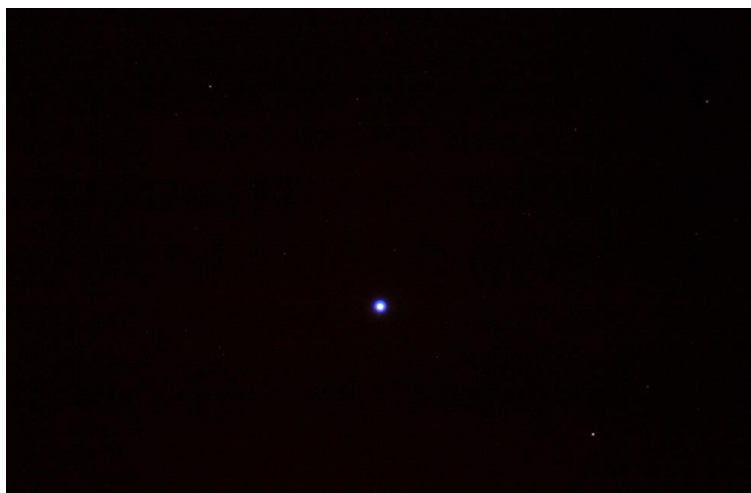
این ستاره در تاریخ ۲۳ جولای ۲۰۱۷ مطابق با $2457957/354167$ ژولین دیت با قدر $2/5$ رصد شده است. این تصویر توسط آقای محمد مهدی عسگری به ثبت رسیده است.



تصویر رنگی ستاره سماک اعزل در صورت فلکی سنبله

این ستاره در رده طیفی B قرار دارد. دارای یک ستاره دوتایی محسوب میشوند و دوره تناوب آنها ۴ روز است.

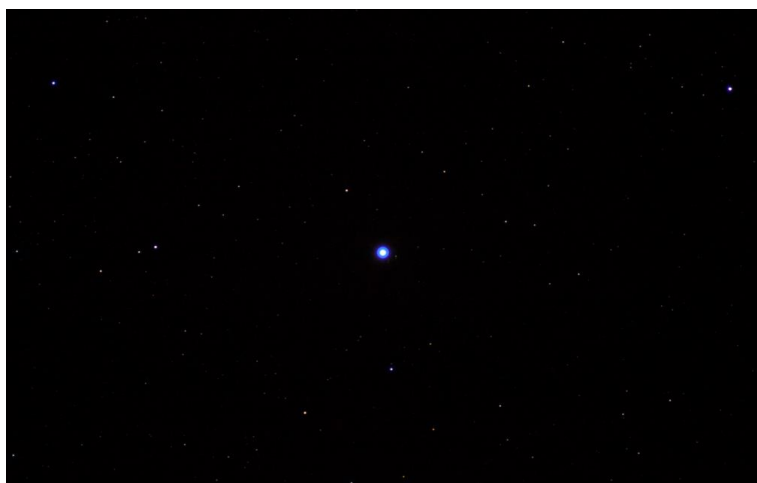
این ستاره در تاریخ ۲۳ جولای ۲۰۱۷ مطابق با ۲۷۲۹۱۷/۲۴۵۷۹۵۸ ژولین دیت با قدر ۱ رصد شده است. این تصویر توسط آقای محمد مهدی عسگری به ثبت رسیده است.



تصویر رنگی ستاره اپسیلون صورت فلکی عوا

ستاره دوتایی که ۳۰۰ سال نوری فاصله دارد که شامل یه غول قرمز و یک ستاره کوچک و یک ستاره کوچکتر در پی آن است.

این ستاره در تاریخ ۲۳ جولای ۲۰۱۷ مطابق با ۸۴۹۳۰۶/۲۴۵۸۰۶۱ ژولین دیت با قدر ۲/۳ رصد شده است. این تصویر توسط آقای محمد مهدی عسگری به ثبت رسیده است.

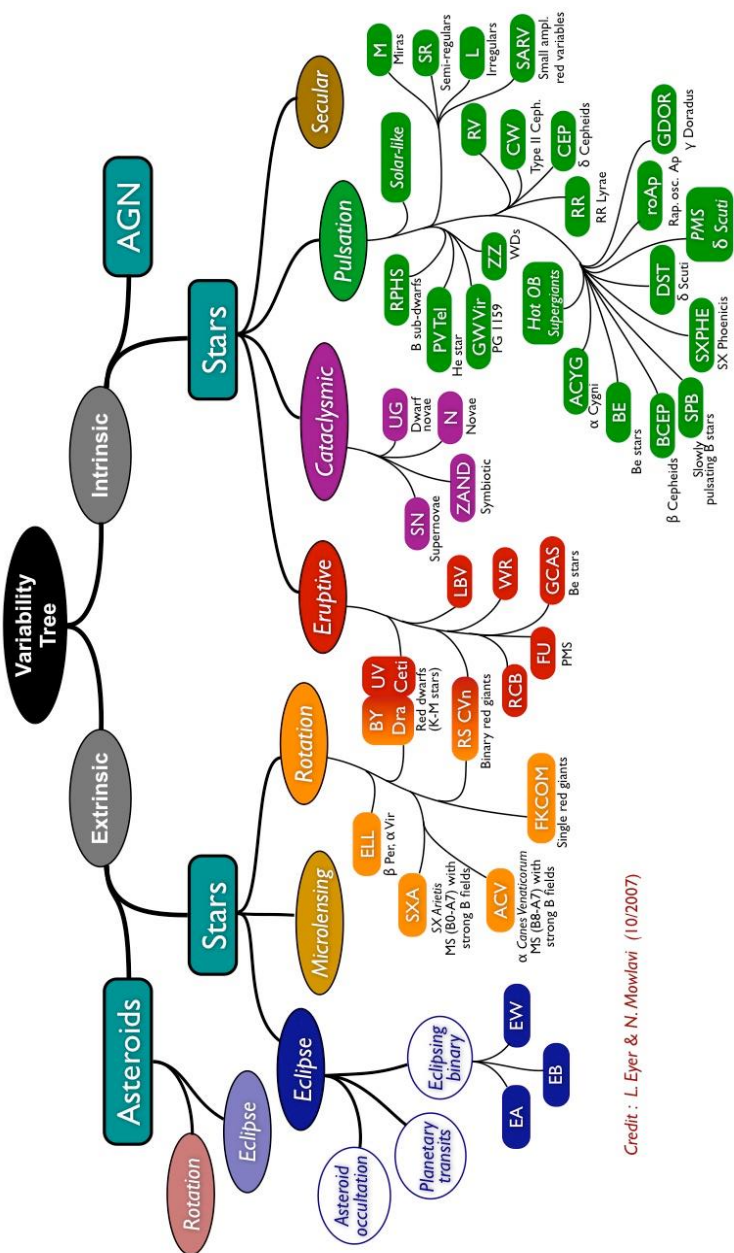


تصویر رنگی ستاره دلتا صورت فلکی عوا

این ستاره تا زمین ۱۲۱ سال نوری فاصله دارد. و در رده طیفی G قرار دارد.

این ستاره در تاریخ ۲۳ جولای ۲۰۱۷ مطابق با ۱۸۳۲۶۹/۲۴۵۸۰۶۲ ژولین دیت با قدر ۳ رصد شده است. این تصویر توسط آقای محمد مهدی عسگری به ثبت رسیده است.





Credit : L. Eyer & N. Mowlavi (10/2007)

نمودار درختی انواع ستارگان متغیر

- Beta Orionis (Rigel): A fine unequal pair at magnitude 1 and 6.8. The companion is easily observed at 105X.
- δ Delphinii: An easy pair of yellow stars, about 10" apart. Close by is another pair, which are resolvable at 35X when the seeing is good.
- zeta Lyrae: A very nice contrasting pair of yellow stars, about 10" apart, close by, and blue stars. An easy pair at low power.
- Omicron Cygni: A very wide color-contrasted triple with one companion at 107" and the other at 338". Both are most likely optical companions. Can you tell that one of the companions is bluer than the other? Which one is it? A really nice sight at low power in a small scope.
- λ Orionis: A close pair of yellow and light blue stars worth viewing at moderate to high magnifications.
- θ Orionis (The Trapezium): An excellent quadruple found ~~at~~ within the Orion Nebula (M42). An easy target for small telescopes at any magnification.
- ϵ Bootes: A difficult pair for the small scope, but I was able to split the yellow-orange primary and greenish companion with 162X.
- Teta Cassiopeia: A fine close triple of magnitude 5, 7 & 8 stars. The magnitude 5 & 7 stars are separated by 7", while the magnitude 5 & 8 stars are 2" apart. Best observed



دست خط مرحوم دکتر محمد تقی عدالتی مربوط به ستارگان متغیر

مروری بر بعضی از اصطلاحات علمی که در متن کتاب مورد استفاده قرار گرفته شده است:

قانون اول کپلر یا قانون بیضوی‌ها:

هر سیاره در مداری بیضوی به دور خورشید می‌چرخد، در حالی که خورشید در یکی از کانون‌های آن بیضی قرار دارد و کانون دیگر بیضی در فضا واقع است، در نتیجه، فاصله ی سیاره تا خورشید به دلیل وجود مدار بیضوی شکل، دارای حداقل و حداکثر است.

قانون دوم کپلر یا قانون سطوح متعادل:

سیارات به دور خورشید به گونه‌ای می‌چرخند که خط فرضی اتصال دهنده ی خورشید به سیاره، در زمان‌های مساوی سطوحی مساوی ایجاد می‌کند. به عبارت دیگر، سیاره مطابق شکل وقتی از p_1 به p_2 میرود کمان بزرگتری را طی می‌کند. زمان طی کردن این کمان معادل زمانی است که از p_3 به p_4 برود، در حالی که این کمان کوچک تراز کمان نخست است. به سخنی دیگر، زمان برای این دو عبور، مساوی است و این طور می‌توان گفت که سیارات در موقع نزدیک بودن به خورشید (حضیض) سریع تر حرکت می‌کنند تا زمانی که در اوج هستند، یعنی فاصله ی آنها نسبت به خورشید بیشتر است.

قانون سوم کپلر یا قانون هارمونیک:

نسبت توان دوم زمان لازم برای هر دو سیاره جهت تکمیل یک دور به گردش خورشید دارای همان نسبتی است که توان سوم فاصله ی متوسط آن دو سیاره تا خورشید دارند. به عبارت دیگر می‌توان گفت که توان دوم زمان لازم برای گردش سیاره برابر است با توان سوم فاصله ی متوسط آن سیاره تا خورشید. اگر فاصله ی متوسط را با d بر حسب «واحد نجومی» و زمان چرخش به دور خورشید را با p بر حسب «سال» نشان دهیم از فرمول: $d^3 = kp^2$ می‌توان فاصله ی سیاره‌ای را با توجه به زمان گردش مداری آن محاسبه کرد مقدار k ثابت در نظر گرفته می‌شود.

زمان نجومی:

زمانی که با روز نجومی و ساعت نجومی و دقیقه و ثانیه آن اندازه‌گیری می‌شود زمان نجومی می‌گویند. زمان نجومی در هر لحظه با «زاویه ساعتی نجومی» از «اعتدال کاتالوگی» با تغییرات صفر تا ۲۴ ساعت در یک روز بیان می‌شود.

زمان بین دو گذر متوالی «نقطه اعتدال کاتالوگی» از روی یک نصف النهار را «زمان نجومی» گویند. روز نجومی را به ۲۴ ساعت نجومی تقسیم می‌کنند و طول یک روز نجومی به اندازه ۳ دقیقه و ۵۶ ثانیه کوتاه‌تر از ۲۴ ساعت روزانه یعنی مدت زمانی است که زمین یک بار به دور محور خود می‌چرخد.

ماه نجومی:

مدت زمانی که طول می‌کشد تا کره ی ماه با توجه به موقعیت ستاره‌ای در زمینه ی فضا یک دور به گرد زمین بچرخد یک ماه نجومی می‌گویند. این مدت برابر است با ۲۷ روز و ۷ ساعت و ۴۳ دقیقه و ۱۱/۴۲ ثانیه یا ۲۷/۳۲۱۶۶ روز.

سال نجومی:

سال نجومی عبارت است از طول مدت زمانی که زمین، با توجه به ستاره‌ای در زمینه‌ی آسمان یا گروهی از ستارگان به عنوان نقطه ی ثابت، یک دور کامل به گرد خورشید می‌چرخد. به این ترتیب می‌توان گفت که فاصله ی زمانی بین دو گذر پیاپی خورشید در حرکت سالیانه ی ظاهری خود در کره ی سماوی را با توجه به یک ستاره ثابت، یک سال نجومی می‌گویند و اندازه ی آن برابر است با ۳۶۵/۲۵۶۳۶ روز، که در حدود ۲۰ دقیقه طولانی‌تر از سال برجی است.

تاریخ ژولینی:

تعداد روزهایی که از ظهر روز اول ژانویه ی سال ۴۷۱۳ از میلاد (به وقت GMT) گذشته است به اضافه ی اعشار آن را روز ژولیان (JD) گویند. این نوع تاریخ که فارغ از طول سال و یا ماه است در پاره‌ای از مطالعات و محاسبات نجومی نسبت به پاره‌ای دیگر

برتری دارد. این سیستم را از ۱۵۸۲ میلادی محقق فرانسوی به نام ژوزف اسکالینجر پیشنهاد کرده است. مثلاً ظهر روز اول مارس سال‌های ۱۹۹۰ و ۲۰۰۰ (به وقت جهانی) به ترتیب برابرند با روزهای ۹۵۲، ۲/۴۴۷ و ۶۰۵، ۲/۴۵۱ ژولیان.

تاریخ «ژولیان تغیر یافته» و اصلاح شده (MJD) با کسر عدد ۲۴۰۰۰۰۰/۵ از تاریخ ژولیان حاصل می‌شود.

انواع تلسکوپ‌ها:

تلسکوپ‌های نجومی را می‌توان به طرق مختلف تقسیم بندی کرد. نخست این که تلسکوپ‌ها را به دو گروه عمده ی فضایی و زمینی تقسیم می‌کنند. تلسکوپ‌های فضایی خود از نظر طیف مورد مصرف ممکن است در بخش مرئی باشند یا در طیف نامرئی مثل پرتوهای گاما، ایکس، ماورای بنفش یا مادون قرمز، که برحسب مورد، نوع تلسکوپ فرق خواهد کرد. تلسکوپ‌های زمینی نیز به دو دسته ی بزرگ تقسیم می‌شوند: تلسکوپ‌های انکساری یا شکستی (عدسی دار) که بخش شیئی آن از عدسی ساخته می‌شود. تلسکوپ‌های انعکاسی (بازتابی یا آینه دار) که در آنها آینه به عنوان عامل اصلی از نظر قسمت شیئی است.

رادیو تلسکوپ:

تلسکوپ‌های رادیویی که ظاهری غیر از تلسکوپ‌های نجومی معمولی دارند به منظور جمع آوری و ثبت امواج رادیویی به کار می‌روند که از فضاها دور می‌آیند.

نجوم رادیویی را در سال ۱۹۳۰ مهندس آمریکایی به نام کارل یانسکی که برای شرکت «بل تلفن» تحقیق می‌کرد، ساخت. تلسکوپ‌های رادیویی عموماً از یک آنتن بزرگ بشقابی یا مجموعه‌ای از آنتن‌های مرتبط با هم، تشکیل می‌شود و می‌تواند همپای سایر تلسکوپ‌ها اعماق فضا را بررسی و از آنها عکسبرداری کند. این آنتن‌ها قادر به جمع آوری امواج کم انرژی رادیویی در طول موج‌های یک سانتی متر تا ۴۰ متر هستند که نسبت به طول موج معمولی خیلی بلندترند.

قطر آنتن‌های بشقابی برای نجوم رادیویی اغلب به ۸۰ تا ۱۰۰ متر می‌رسد. برای استفاده‌ی حداکثر، عموماً تعدادی آنتن به فاصله‌های معینی از هم قرار می‌گیرند که با کمک ساعت اتمی مرتبط با هم کار می‌کنند. گاهی ممکن است فاصله‌ی بین دو آنتن به اندازه‌ی اقیانوس نیز باشد. نمونه‌ی آن در آمریکا به نام «شبکه‌ی ردیفی با فواصل بسیار طولانی» در «نیومکزیکو» مستقر شده است که فاصله‌ی آنتن‌ها از هم چندین هزار کیلومتر است. قطر بشقاب‌ها ۲۵ متر و تعداد آنها حدود ۱۰۰ آنتن در خشکی و اقیانوس است.

قدر ستارگان:

شب هنگام در آسمان بدون ابر می‌بینیم که همه‌ی ستارگان از نظر روشنایی در یک حد نیستند، بین آنها تفاوت‌هایی وجود دارد. میزان روشنایی و قدر هر ستاره در چشم ما بستگی به فاصله‌ی آن و تابندگی ستاره دارد. اولین بار ستاره‌شناس یونانی هیپارکوس تقسیم‌بندی روشنی ستارگان را در شش گروه پیشنهاد کرد و روشن‌ترین گروه ستارگان را که حدود ۲۰ عددند قدر یکم نامید. بطلمیوس در این تقسیم‌بندی تجدید نظری کرد و این سیستم تا قبل از اختراع تلسکوپ رضایت بخش بود.

اما در اواسط قرن نوزدهم که تلسکوپ اعماق بیشتری از فضا را برابر دیدگان بشر قرار داد، لزوم طبقه‌بندی علمی تری احساس شد که پس از بحث‌های فراوان مقیاسی لگاریتمی برای سنجش قدر ستارگان در نظر گرفته شد. به جای هرگونه حدس و تخمین قرار شد هر مرتبه از قدر به اندازه‌ی $2/512$ برابر نسبت به قبلی تفاوت داشته باشد. به عبارت دیگر ستارگان قدر اول به اندازه‌ی $2/512$ برابر روشن‌تر از ستارگان قدر دوم اند. در نتیجه، تفاوت پنج قدر با هم، دقیقاً به اندازه‌ی نسبت $10:1$ است. در تقسیم‌بندی هیپارکوس تغییر دیگری نیز داده شد و آن معرفی قدر صفر بود. در نتیجه می‌توان گفت که ستارگان قدر صفر به اندازه‌ی $2/512$ برابر روشن‌تر از قدر یک هستند و به همین ترتیب روشنایی قدر «-۱» معادل $2/512$ برابر روشنایی قدر صفر است.

در گروه ستارگان، درخشان‌ترین ستاره «تیشتر» یا آلفای صورت فلکی سگ بزرگ «کلب اکبر» است که شعرای یمانی یا شباهنگ هم نامیده می‌شود. درخشندگی این ستاره $1/4$ - است. هر شب در آسمان بدون ماه هر نیمکره، می‌توان 2000 تا 3000 ستاره را با چشم غیر مسلح تشخیص داد.

اگر دوربین دو چشمی با مشخصات 8×30 به گار گرفته شود، تعداد ستارگان قابل رویت تا قدر 9 به 200000 می‌رسد. ضعیف‌ترین ستاره‌ای که با تلسکوپ عظیم 508 سانتی متری کوه «پالومار» با سیستم عکسبرداری تشخیص داده شده نزدیک به قدر 24 بود، تعداد این ستاره‌ها غیر قابل شمارش است. به نظر می‌رسد که با پیشرفت ابزار در مدتی کم بتوان ستارگان قدرهای بیشتر، تا 30 را نیز تشخیص داد.

در مقیاس قدرها، خورشید دارای قدر $26/7$ - و ماه $12/5$ - است. نباید قدر ظاهری را با قدر مطلق اشتباه کنیم، قدر ظاهری یعنی آن طور که ما آن ستاره را می‌بینیم و قدر مطلق یعنی آن طور که ما ستاره را از فاصله 10 پارسک مطالعه کنیم.

موضوع	قدر ظاهری
خورشید	$26/7$ -
ماه	$12/5$ -
زهرة (در درخشندگی تری حالت)	4 -
شعرای یمانی- شباهنگ	$1/5$ -
قلب العقرب	1
محدوده‌ی چشم غیر مسلح	$6/5$
حد دوربین دوچشمی	10
حد تلسکوپ 15 سانتی متری	13
حد تلسکوپ 508 سانتی متری (بادید)	20
حد تلسکوپ 508 سانتی متری (با عکسبرداری)	$23/5$

جدول روشنایی نسبی و تفاوت قدر ستارگان

اختلاف بین ستارگان با معیار روشنایی نسبی آنها سنجیده می‌شود. در زیر نسبت روشنایی با اختلاف قدر نشان داده شده است.

اختلاف قدر	نسبت روشنایی
۰	۱:۱
۱	۲/۵:۱
۲	۶/۳:۱
۳	۱۶:۱
۴	۴۰:۱
۵	۱۰۰:۱
۶	۲۵۱:۱
۱۰	۱۰۰۰۰:۱
۱۵	۱۰۰۰۰۰:۱
۲۰	۱۰۰۰۰۰۰:۱
۲۵	۱۰۰۰۰۰۰۰:۱

یادآوری: نسبت روشنایی برابر است با $2/512$ به توان عدد مربوط به اختلاف قدر.

مثال: برای قدر ۴ نسبت روشنایی برابر است با $2/512 = 39/8$

مختصات در نجوم:

مختصات را می‌توان نقاط زمینی یا سماوی بر حسب مورد و کاربرد، جداگانه بیان کرد. در مختصات زمینی سه عامل طول جغرافیایی، عرض جغرافیایی و ارتفاع در نظر گرفته می‌شود. برای امور ستاره‌شناسی مختصات معمولاً در قالب دو داده بیان می‌گردد.

در اینجا پیش از تشریح هر یک از مختصات، لازم است بعضی عبارات دیگر تعریف شوند.

محور زمین:

خطی فرضی از مرکز زمین و قطبین می‌گذرد و زمین هر ۲۴ ساعت یک بار به دور آن می‌چرخد.

استوا:

دایره‌ی عظیمه‌ای از کره‌ی زمین با عرض جغرافیایی صفر که تمام نقاط آن نسبت به قطبین شمال و جنوب هم فاصله باشند. سطح این دایره عمود بر محور زمین است و از مرکز این کره نیز عبور می‌کند.

نصف النهارات:

دایره‌ی عظیمه‌ای بر روی زمین که از نقطه‌ی مورد نظر و قطبین زمین عبور و بر دایره‌ی استوا عمود باشد، نصف النهار خوانده می‌شود. کلیه‌ی نقاط واقع بر یک نصف النهار نسبت به مبدا دارای طول جغرافیایی برابر هستند. یکی از نصف النهارهای عمده در حال حاضر نصف النهاری است که از مرکز رصدخانه‌ی گرینویچ (جنوب لندن) عبور می‌کند که مبدا محسوب می‌شود و سایر نصف النهارها بر حسب مورد در شرق یا غرب آن قرار دارند و بین صفر تا ۱۸۰ درجه هستند.

طول جغرافیایی:

فاصله‌ی زاویه‌ای هر نقطه بر روی زمین، نقشه یا کره در شرق یا غرب نصف النهار مبدا (گرینویچ) در انگلستان را طول جغرافیایی می‌نامند. این مقدار معمولاً بر حسب درجه یا ساعت، دقیقه و ثانیه بیان می‌شود.

این واژه را می‌توان به گونه‌ای دیگر تعریف کرد: طول جغرافیایی هر نقطه روی زمین برابر با قوسی است از دایره‌ی استوا بین نصف النهار مبدا و نصف النهاری که از نقطه‌ی مورد نظر عبور می‌کند. طول‌های جغرافیایی بین صفر تا ۱۸۰ درجه در سمت شرق یا

غرب نصف النهار مبدا هستند و کلیه ی نقاطی که روی یک نصف النهار واقع شد اند طول‌های جغرافیای معادل دارند.

عرض جغرافیایی:

فاصله ی زاویه‌ای شمال یا جنوب استواست که بر حسب درجه و در امتداد خط نصف النهار روی نقشه یا کره اندازه گیری می‌شود. به عبارت دیگر، عرض جغرافیایی هر نقطه، قطعه کمانی از نصف النهار عبور کننده از آن نقطه است که بین خط استوا و نقطه‌ی مورد نظر قرار گرفته است.

عرض جغرافیایی هر نقطه روی زمین از صفر در استوا تا ۹۰ درجه در هر قطب متغیر است. برای تبیین عرض در دو نیمکره می‌توان از علامت مثبت برای نیمکره ی شمالی و منفی برای نیمکره ی جنوبی یا اضافه کردن لغت «شمالی» و «جنوبی» به عدد عرض جغرافیایی، استفاده کرد.

میل (Dec):

«میل» معمولاً با اصطلاح «بعد» همراه است و هر دو در «سیستم مختصات استوایی» به کار برده می‌شوند. از نظر تعریف، میل یک جرم آسمانی عبارت است از فاصله ی زاویه‌ای «از صفر تا ۹۰ درجه» شمال یا جنوب استوا «موافق عقربه‌های ساعت» با اندازه گیری در امتداد دایره ی ساعتی که از جرم می‌گذرد.

بُعد (RA):

«بُعد» همراه با (میل) در سیستم مختصات کاربرد دارد. بُعد هر جرم آسمانی عبارت است از فاصله ی زاویه‌ای جرم در جهت شرق و در امتداد استوا با آغاز از (اعتدال کاتالوگی) تا محل تقاطع دایره ی ساعتی که از جرم مذکور می‌گذرد. واحد آن معمولاً بر حسب ساعت (h)، دقیقه (m)، و ثانیه (s)، از صفر تا ۲۴ ساعت است. در حالی که هر ساعت معادل ۱۵ درجه کمان است.

منابع

- ۱-مهندس احمد دالکی، زمین در فضا، تهران، موسسه جغرافیایی و کارتوگرافی گیتاشناسی، ۱۳۸۵
- 2-AL-Nainiy, H.M.K:1981, Astron. Astrophys. suppl. 43, 85.
- 3-Cester, B, Giuaricin, G., Mardirassian, F., and Mezzetti, M.:1979, Acta Astron. 29, 433.
- 4-Hall, D, S. and Louth, H.:1990, J. Astrophys. Astron. 11, 271.
- 5-Hilditch, R.W., and King, D.J.:1986, M.N.R.A.S., 233, 581.
- 6-Hoffmeister, c., and Richter, G.:1985, Variable stars, Springer-Verlag
- Jassur, D.M.Z., Puladi, R.:1995, J. Earth and Space Physics, Vol. 22. No. 1&2, 4.
- 7-Jones, R.A., Snyder, L.R, Freg, G. Dalmau, F.J., Algol. j., and Bonvehi, L.:1994, I.A.P.P.P.COM.No. 54, 34.
- 8-Kim, H.I.:1988, PH.D. Thesis, Yonsei University (Korea)
- 9-Kitamura, M., and Nakamura, Y.:1993, New Frontiers in Binary Stars Research, ASP Conference Series, Vol. 38.
- 10-Kopal, Z.:1955, Ann. Astrophys. 18, 379.
- 11-Kukarkin, B.W.:1929, N.N.V.S. 2, 26.
- 12-Kukarkin, B.W.:1932, N.N.V.S. 4, 19.
- 13-Kwee, K.K. and Van Worden, H.:1956, Bull. Astron. Inst. Neth., 12, 327.
- 14-Leng. K.C., Darland, j. j., and scheuder, D.P:1979, A.J., 84, 236.
- 15-Leng. K.C.:1988, in K.C. Leung (ed), Critical Observations versus physical Models for close binary stars, Gordon and Breach science publisher, New York, P. 93.
- 16-Liau, s. p:1935, publ. Obs. Lyon, Ser. I, 1, Fasc. 13.
- 17-Lucy, L.B.:1967 Ziet. Fur Astrophysik, 65, 89.
- 18-Mannino, G.:1963, publ. univ. Bologna, vol. 8, No. 15.
- 19-Miyama, S., H.A. and Hayashi, C.:1984, APJ, 334, 449.
- 19-Myhill, E.A., and Kaula, W.M.:1991, APJ.
- 20-Ovenden, M.W.:1954, Monthly Notices Roy. Astron. Soc. 114, 569.
- 21-Pearce, J.A.:1933., J.R. Astron. Soc. Can. 27, 62.
- 22-Petit, M.:1987, Variable stars, John Wiley and Sons Ltd.
- 23-Pierce, N.L.:1939. Astron. J, 48. 113.
- 24-Popper, D.M.:1957, Astrophys. J. Suppl. 3, 107.

- 25-Popper,D.M.:1980,Ann.Rev.Astron.Astrophys.18,115
- 26-Purgathofer,A.and Prochazka,,:1967,Mitt.univ.stern Wien,13,151.
- 27-Russel,H.N.,and Merril,J.E.:1952,contr.princeton Univ.obs.no.26.
- 28-Rovithis,p.,and Rovithis-Livanious,H.,and Niarchos ,P.G.:1990,Astron.Astrophys.ser.83,41
- 29-Rovithis-Livanious,H.,and Rovithis,p., and Opreacu,G.,and Dumitrescu,A.,and suran,M.D.:1996,Private communication,(unpublished)
- 30-Sahade,J.:1986,Proc.Joint NASA/ESA/SERC.Conf.Univ.Col.London,ESA SP-263
- 31-Scheller,H.:1928,Astron.Nachr.235,85.
- 32-Sezar,C.Gulmen,O., and Gudure,N.:1985,I.B.V.S,No.2743
- 33-Sezar,C.Gulmen,O., and Gudure,N.:1990,publ.of the Ege Univ.Observatory,No.29.
- 34-Sezar,C.Gulmen,O., and Gudure,N.:1993,Astrophys.space sci.203,121.
- 35-Show J.S.:1990,in"Active Close Binaries" (Ed.Ibanoglu), Kluwer Acad. Publ.,p.241.
- 36-Show J.S.:1994, in"Evolutionary Links in the zoo of Intractive Binaries", (Eds. D'Antona,Caloi, Maceroni, Giovanelli), Mem.,S.A.II. Vol.65,p.95.
- 37-Smith,R.C.:1995,Observational Astrophysics, Cambrige University Press.
- 38-Szczyrbak,S.:1932,S.A.C.10,44.
- 39-Von Zeiple,H.,:1924,Mon.Not.,Roy.Astron.Soc.84.665,684,702
- 40-Williams,H.A.,and Tohline,J.E.:1988,APJ,334,449.
- 41-Wilson,R.E and Devinne
- 42-Y,E,J.:1971,Astrophys.J.166,605.
- 43-Variable star Classification and Light Curve/ AAVSO
- 44-David Levy's Guide to Variable Stars/second Edition/ Cambridge University Press The Edinburgh Building, Cambridge CB2 2RU, UK
- 45-Published in the United States of America by Cambridge University Press, New York