

ASTROFİZİK

DERS NOTLARI

(ÖZET)

BÖLÜM – 2

Bu notlar derste anlatılanların tamamını içermemektedir

Yard. Doç. Dr. Hulusi Gülseçen

İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi

Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

2014

ASTROFİZİK (ASUB3007) 5.yy, Kredi:3, AKTS:6, 2T+1U+1L

Ders İçeriği

- 1) Giriş - Astronomi ve Astrofizik Gözlemler (yer üzerinden yapılan gözlemler, atmosfer dışı gözlemler, diğer enerji formları)
- 2) Yıldızların Parlaklıkları ve Renkleri - Yıldızların parlaklıkları , Yıldızların renkleri, Yer atmosferinde radyasyon absorpsiyonu için düzeltme , Güneş radyasyonu, Yıldızların Renk-Kadir diyagramları, Yıldızların lüminoziteleri
- 3) Yıldızların Açısal Yarıçapları - Problem , Michelson interferometresi, Hanbury Brown interferometresi, Ay tutulmalarından elde edilen açısal çaplar
- 4) Yıldızların Sıcaklık Tahminleri - Karacisim ışınımı , Yıldızların etkin sıcaklıkları, Wien sıcaklıkları, Diğer sıcaklıklar, Yıldızların sıcaklık ölçümlerinin tartışılması,
- 5) Yıldızların Yarıçapları ve Kütleleri - Genel tartışma , Radyal hızlar ve çift yıldızların kütleleri, Yıldızların yarıçapları , Kütle-Parlaklık bağıntısı,
- 6) Spektrel Sınıflandırma ve Yıldız Spektrumlarının Öğrenilmesi - Spektrel sıra, tarihçesi ve yorumu, Güneş spektrumu, Çizgi tanısı, Yıldız spektrumlarının öğrenilmesi ,
- 7) Popülasyon II Yıldızları,
- 8) Yıldızların Dönmesi,
- 9) Yıldızların Manyetik Alanları,
- 10) Acayip Tayflı Yıldızlar,
- 11) Yıldızlararası Absorpsiyon - Genel görünüş , Wolf diyagramı, Yıldızların gerçek renklerinin tayini, Yıldızlararası sönükleştirmenin dalgaboyuna bağlılığı, Morötesi sönükleştirme

Dersin Haftalık Teorik Konu Başlıkları

- 1 Giriş - Astronomi ve Astrofizik
- 2 Yıldızların Parlaklıkları ve Renkleri
- 3 Yıldızların Parlaklıkları ve Renkleri - devam
- 4 Yıldızların Açısal Yarıçapları
- 5 Yıldızların Sıcaklıkları
- 6 Yıldızların Sıcaklıkları - devam
- 7 Yıldızların Yarıçapları ve Kütleleri
- 8 Spektrel Sınıflandırma
- 9 Spektrel Sınıflandırma - devam
- 10 Spektrel Sınıflandırma - devam
- 11 Yıldız Spektrumlarının Öğrenilmesi
- 12 Popülasyon II Yıldızları, Yıldızların Dönmesi
- 13 Yıldızların Manyetik Alanları, Acayip Spektrumlu Yıldızlar
- 14 Yıldızlararası Absorpsiyon

Dersin Haftalık Uygulama Konu Başlıkları

- 1 Astrofizik ve Gözlemler
- 2 Gözlemler, Diğer Enerji Formları
- 3 Yıldızların Parlaklıkları ve Renkleri
- 4 Yıldızların Parlaklıkları ve Renkleri - devam
- 5 Yıldızların Açısal Yarıçapları
- 6 Kara Cisim Kanunları
- 7 Kara Cisim Kanunları - Yıldızların Sıcaklıklarının Bulunması
- 8 Yıldızların Yarıçapları ve Kütleleri
- 9 Yıldızların Yarıçapları ve Kütleleri - devam
- 10 Güneş Spektrumu
- 11 Yıldız Spektrumlarının Öğrenilmesi
- 12 Yıldız Spektrumları - Yıldızların Dönmesi
- 13 Yıldızların Manyetik Alanları
- 14 Yıldızlararası Absorpsiyon

Yard. Doç. Dr. Hulusi GÜLSEÇEN

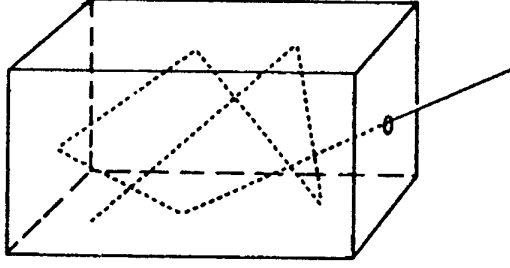
İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

ASTROFİZİK DERS NOTLARI BÖLÜM - 2

DERSE VE SINAVLARA HAZIRLANMAK İÇİN FAYDANALABİLECEK KAYNAKLAR:

- 1) Astronomide Temel Bilgiler 1. Kısım, Lloyd Motz, Anneta Duveen, Çeviri: E.Ballı, K.Özemre; İst. Üniv., Fen Fakültesi Basımevi, İstanbul, 1976
- 2) Astronomide Temel Bilgiler 2. Kısım, Lloyd Motz, Anneta Duveen, Çeviri: M. Hotinli, A. Kırıl; İst. Üniv., Fen Fakültesi Basımevi, İstanbul, 1974
- 3) Astronomide Temel Bilgiler 3. Kısım, Lloyd Motz, Anneta Duveen, Çeviri: F. Esin; İst. Üniv., Fen Fakültesi Basımevi, İstanbul, 1974
- 4) Astronomide Temel Bilgiler 4. Kısım, Lloyd Motz, Anneta Duveen, Çeviri: M. Hotinli, A. Kırıl; İst. Üniv., Fen Fakültesi Basımevi, İstanbul, 1976
- 5) Astrofizik ve Yıldızlar Bilgisi, Thomas L. Swihart, M. Ünal Akyol, Ege Üniv. Fen Fak. Yayınları, İzmir, 1970
- 6) Astronomi Dersleri III. Cilt, Astrofiziğe Giriş, A. Kızılırmak, Ege Üniv. Fen Fak. Yayınları, İzmir, 1970
- 7) Astrofiziğe Giriş I, H.Gökmen Tektunalı, İst. Üniv. Fen Fakültesi Basımevi, İstanbul, 1990
- 8) Yıldız Astrofiziğine Giriş, Cilt 1,2,3; Erika Böhm-Vitense, Cafer İbanoğlu, Ege Üniv. Fen Fak. Yayınları No: 156, İzmir, 1992
- 9) Astronomi ve Uzay Bilimleri Ders Kitabı, Z. Aslan; C. Aydın; O. Demircan; H. Kırbiyık; E. Derman, Tekişik Yayıncılık; 1996
- 10) Genel Astronomi I, S. Karalı, İst. Üniv. Fen Fak Yayınları, No:195, İstanbul, 1999
- 11) Yıldızların İç Yapısı, S. Karalı, İst. Üniv. Fen Fak Yayınları, No:249, İstanbul, 1999
- 12) Astronomi ve Astrofizik, S. Özdemir, B. Gürol, O. Demircan, Asil yayın Dağıtım, ISBN: 975-9091-30-5, Ankara, 2005
- 13) Physics of Stellar Evolution and Cosmology, Howard s. Goldberg; Michael D. Scadron; Gordon and Breach Science Publishers, ISBN 0-677-05540-4, New York, 1986
- 14) Yıldızların Evrimi, S. Karalı, İst. Üniv. Rekt. Yayınları, No:4244, İstanbul, 1999
- 15) Gök Mekaniği, A. Kızılırmak, Ege Üniv. Fen Fak. Yayınları No 11, İzmir, 1971
- 16) Genel Astronomi II, Ders Notları, S. Engin, A.Ü.F.Fak., Yayın No: 57, Ankara, 2000

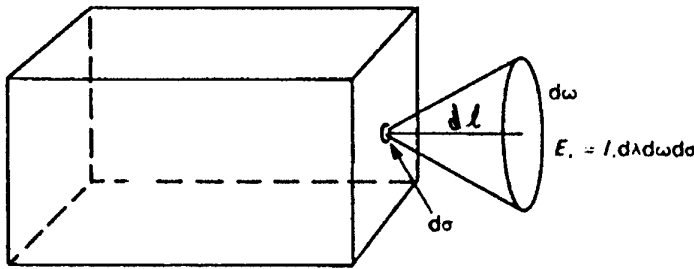
KARACİSİM İŞİMİSİ ?



Küçük delikli bir kutu, deliğe düşen tüm ışınımı soğuracak ve bir karacisim gibi davranacaktır. Böyle bir karacisim iyi yalıtılır ve uzun süre kendi haline bırakılırsa tam bir termodinamik denge kurulabilir. Bu karacisimin ışınımı ideal bir ışık kaynağı olarak alınır ve yıldız ışınımıyla karşılaştırma için kullanılabilir. Kaynak: 8

Yukarıdaki şekilde bir hacim, eş sıcaklıklı ise, yani her noktadaki sıcaklık T gibi sabit bir değerde bulunuyorsa, orada bir ısı dengesi vardır. Yani termodinamik denge halindedir. Bu hacime KARACİSİM, bu hacimden gelen ışınım da KARACİSİM İŞİMİSİ denir. Bir karacisimin özellikleri şunlardır:

- 1) Hacim içinde her noktada ve her doğrultuda ışınım eş değerdedir.
- 2) Eş sıcaklıklı hacimler, eş değerli ışınım yaparlar.
- 3) Hacmin ışınımı, onu kuşatan malzemenin yapısına bağlı değildir.
- 4) Yukarıdaki üç özellik her dalga boyu için geçerlidir.



$d\sigma$ yüzey alanından genişliği $d\omega$ olan koni içerisinde $d\lambda$ band genişliğinde kara cisim deliğinden çıkan erke $E_\lambda = I_\lambda d\lambda d\omega d\sigma$ ile verilir. $\Delta\sigma = 1 \text{ cm}^2$, $\Delta\lambda = 1 \text{ cm}$ ve $\Delta\omega = 1$ için bu erke I_λ yeğliliğine eşittir ki buna B_λ denir. Kaynak: 8

Bu hacimde (kovukta), ışının yaygınlığı ve ışının yoğunluğu yalnızca ışının ν frekansına ve kovuğun T sıcaklığına bağlıdır. Yani $I_\nu = I(\nu, T)$ ve $u_\nu = u(\nu, T)$ dir.

Eğer tüm ışınım sözbönuşü ise ışınım sadece T sıcaklığının bir fonksiyonudur. Kovuk ışınım yoluyla, mevcut enerjisini azaltırsa, ışınım yapmış demektir. Bu cisme karocisim denir.

Bir karocismin dV hacmini alalım. Tabana dik dw katı açısında 1 saniyede saldığı ve soğurduğı ışınım enerjisini hesaplayalım.

Salınan enerji $\rightarrow dS_\nu = \epsilon_\nu \cdot dV \cdot d\sigma \cdot d\Omega \cdot dw$ dir. Burada $\epsilon_\nu \rightarrow$ emisyon katsayısıdır.

Soğurulan enerji $\rightarrow dI_\nu \cdot dV \cdot d\sigma \cdot dw = -\kappa_\nu dV d\Omega d\sigma \cdot dw$
 $\kappa_\nu \rightarrow$ absorpsiyon katsayısıdır.

Salınan ve soğurulan enerji eşit olmak durumundadır. Bu

nedenle $\frac{\epsilon_\nu}{\kappa_\nu} = I_\nu$ dir, (negatif işaretin önemi yoktur)

Sonuç: Bir kovuk ışınımında salma ve soğurma (emisyon ve absorpsiyon) katsayılarının oranı bu kovuğun ışınım ν e u_ν -
 L i ν E eşit olup, bu da yalnız frekans ve sıcaklığa bağlıdır.

Şimdi bir "Birim yüzey" düşünelim. Bu yüzeyin emisyon gücü S_ν olsun. Bu yüzeyin soğurduğı enerji miktarı da A_ν olsun.

$A_\nu = 1$ demek, yüzey kendi üzerine düşen tüm enerjeyi soğuruyor demektir.

$A_\nu < 1$ ise, yüzey üzerine düşen ışınımın bir kısmını soğuruyor demektir. O halde yansıyan pay $R_\nu = 1 - A_\nu$ dür.

Burada R_ν ye yüzeyin yansıtma katsayısı denir, EĞER $A_\nu = 1$ ise ona (ocisme) KARA CİSİM denir. Bu durumda

$$\boxed{S_\nu = I_\nu} \text{ olur.}$$

Genel olarak yazarsak, $I_\nu = B_\nu(T)$ dir.

ORHALDE bu $B_\nu(T)$ nedir?

$B_\nu(T)$ = Karacisim ışıdır, da PLANCK KANUNU ile temsil edilir. Frekansa göre yazarsak,

$$I_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} = B_\nu = \text{karacisim yeğirliđi}$$

Dalgaboyuna göre yazarsak,

$$I_\lambda = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT} - 1} = B_\lambda$$

$$c = \text{işık hızı} = 3 \times 10^{10} \text{ cm s}^{-1}$$

$$h = \text{Planck sabiti} = 6.62 \times 10^{-27} \text{ erg s}$$

$$k = \text{Boltzmann sabiti} = 1.38 \times 10^{-16} \text{ erg der}^{-1}$$

$B_\nu(T)$ yi $B_\lambda(T)$ cinsinden yazabilmek için řu bağıntılar kullanılır.

$$B_\nu \cdot d\nu = -B_\lambda \cdot d\lambda \rightarrow \frac{d\nu}{d\lambda} = -\frac{c}{\lambda^2}$$

Yukarıdaki her iki gösterimde belirli bir frekansa ve belirli bir dalgaboyuna aittir. Bizim toplam ışıdırın şiddeti (tüm dalgaboyu ve frekanslarda) ilgilendirdiğinden tüm dalgaboyları için

$$B(T) = \int_0^\infty B_\nu \cdot d\nu = \int_0^\infty B_\lambda \cdot d\lambda$$

olmalı ve bu integraller çözülmeli.

Çözüm?

$$B(T) = \int_0^\infty B_\nu \cdot d\nu = \frac{2h}{c^2} \int_0^\infty \frac{\nu^3 d\nu}{\exp(h\nu/kT) - 1}$$

Burada,

$$x = \frac{h\nu}{kT} \text{ ve } d\nu = \frac{k \cdot T}{h} \cdot dx \text{ olduğundan}$$

$$B(T) = \frac{2k^4}{c^2} \cdot \frac{k^4}{h^4} \cdot T^4 \int_0^{\infty} \frac{x^3 \cdot dx}{e^x - 1} \text{ olur. Ancak integr-$$

rel kısmının klasik çözümü yoktur. Serriye açılarak çözüme gidilebilir. Sadere integral kısmı çözülürse,

$$\int_0^{\infty} \frac{x^3 \cdot dx}{e^x - 1} = \frac{\pi^4}{15} \text{ bulunur, ve } T \text{ dışındaki tüm}$$

sabitler bir arada yazılırsa, $A = \frac{2k^4}{c^3 h^3} \cdot \frac{\pi^4}{15}$ den

$$\boxed{B(T) = A \cdot T^4} \rightarrow \text{Bu denklem hiçte yabancı olmadığımız bir bağıntıyı hatırlatıyor.}$$

HATIRLATMA: Akı yoğunluğu $F = \pi \cdot B$ ve $F = \sigma \cdot T^4$ idi. Buna Stefan-Boltzman kanunu deniyordu. Bulduğumuz bağıntı ile ilişkilendirirsek, $A \cdot \pi = \sigma$ dir. $\sigma \rightarrow$ Stefan-boltzman sabitidir. $\sigma = 5.67 \times 10^{-8} \text{ w. m}^2 \cdot \text{K}^4$ dir. σ nin içerdiği diğer sabitler,

$$\sigma = \frac{2 \pi^5 \cdot k^4}{15 \cdot c^2 \cdot h^3} = 5.67 \times 10^{-8} \text{ erg. cm}^{-2} \cdot \text{sn}^{-1} \cdot \text{K}^{-4}$$

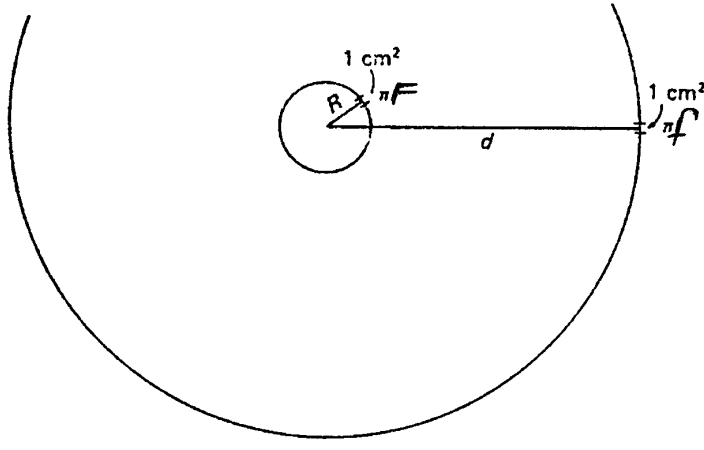
ARABİLİRİZ

R yarıçaplı bir yıldızın yüzey alanı $4\pi R^2$ dir. Bu yüzeydeki akı F ise, yıldızın ışınım gücü L dir,

$$L = 4\pi R^2 \cdot F \rightarrow L = 4\pi \sigma R^2 \cdot T^4 \text{ dir. Burada}$$

$T = T_e \rightarrow$ etkin (effektif) sıcaklıktır.

Şimdi ise T_e üzerinde biraz duralım, ve bunu güneş sabitine bağlayalım. Önce, yıldızların etkin sıcaklığının nasıl bulunduğuna bakalım:



Yıldızdan 1 saniyede çıkan toplam enerji miktarı $L = 4\pi d^2 \times \pi f$ ile verilir. Bu aynı zamanda $4\pi R^2 \times \pi F$ ye eşittir. Kaynak: 8

Üstteki şekli dikkate alarak bir yıldızın yüzeyinin 1cm^2 den salınan toplam enerji miktarı πF olsun. Bu yıldız yüzeyindeki AKI miktarıdır. Ancak yıldız bizden " d " uzaklıktadır ve yıldızın yayınladığı toplam enerji d yarıçaplı bir küre üzerine dağılmış durumdadır. d halde yeryüzünde, yıldızdan d uzaklıkta yer atmosferi dışında 1cm^2 lik yüzeye düşen enerjide πf olsun. L 'ler aynı olduğundan

$\frac{\pi F}{\pi f} = \left(\frac{d}{R}\right)^2$ olur, $\alpha = \frac{R}{d}$ ye yıldızın açısal yarıçapı denir, ve radyan birimindedir. Eğer yıldızın açısal yarıçapını bulursak ve yeryüzünden belirlenen πf değerini de bilirsek, πF yi bulabiliriz. $\pi F = \sigma T_e^4$ bağıntısından da T_e hesaplanabilir.

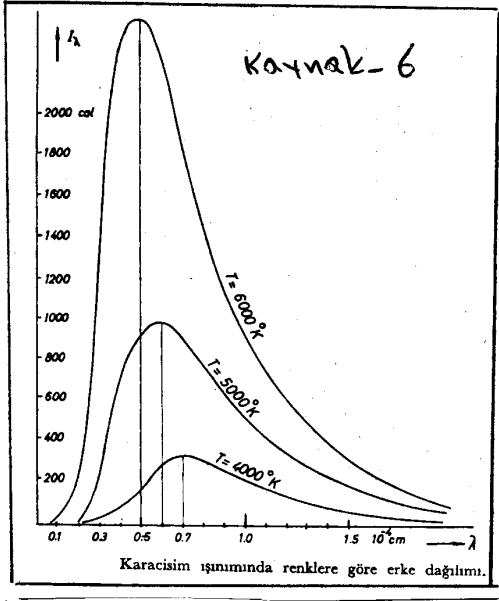
Bu T_e sıcaklığı, bir saniyede 1cm^2 den yıldızla aynı miktarda enerji salan bir karacişim sıcaklığıdır. (NOT: Yıldızlar tam bir karacişim olmamakla birlikte, ona yakın bir ısınım yaparlar, şeklide bir yaklaşımda bulunduk.)

BİR UYUMLAMA: Güneş için $\pi f = S = 1.37 \times 10^6 \text{ erg.cm}^{-2}.\text{s}^{-1}$ dir ve buna GÜNEŞ SABİTİ denir. Güneşin açısal yarıçapı α_\odot , 959.63 yay saniyesi olduğundan,

$\pi F_\odot = 6.3 \times 10^{10} \text{ erg.cm}^{-2}.\text{s}^{-1}$ bulunur. Güneş için $T_e = 5800\text{K}$ sıcaklığındadır.

Planck kanunu ve fonksiyonundan enerji dağılımının kısa ve uzun dalga boylarındaki sıcaklıklarla ilgili bağıntıları da bulabiliriz. Bu bağıntılar kısa dalga boyları için WIEN YAKLAŞIMINI, uzun dalga boyları için ise RAYLEIGH-JEANS YAKLAŞIMINI VERİR.

PLANCK FORMULUNDEN WIEN YAKLAŞIMININ BULUNMASI?



Farklı sıcaklıklarda, karacisim ışımasını çizdiğimizde. Eğrilerin maksimum dalga boylarının sıcaklık arttıkça kısa dalga boylarına kaydığı görülür. Planck fonksiyonunu yeniden yazalım.

$$B_{\lambda}(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \cdot \frac{1}{\exp(hc/\lambda kT) - 1}$$

Eğrinin maksimum noktasını bulmak için her iki tarafın türevini alalım. $\frac{dB_{\lambda}}{d\lambda} = 0$ olsun.

$$\frac{dB_{\lambda}}{d\lambda} = \frac{dB_{\lambda}}{d\lambda} \cdot \frac{d\lambda}{d\lambda} = 0 \text{ olmalı. Bu iki çarpımdan birinin sıfır olması yeterli. O halde } \frac{dB_{\lambda}}{d\lambda} = 0 \text{ olduğunu ispatlayalım.}$$

$$hc^2 = c_1 \text{ ve } hc/k = c_2 \text{ olsun. } \rightarrow B_{\lambda} = \frac{2c_1}{\lambda^5} \cdot \frac{1}{\exp(c_2/\lambda T) - 1}$$

$$\text{olur. } x = \frac{c_2}{\lambda T} \text{ dersek, } \lambda = \frac{c_2}{xT} \text{ ve } B_{\lambda} \text{ denkleminde yerine}$$

$$\text{konulursa } \rightarrow B_{\lambda} = \frac{2c_1 \cdot T^5}{c_2^5} \cdot \frac{x^5}{e^x - 1} \text{ dir, } \frac{dB_{\lambda}}{d\lambda} = 0 \text{ olmalı.}$$

$$\frac{d}{dx} \left(\frac{x^5}{e^x - 1} \right) = 0 \text{ olur. Türev alınırsa } e^{-x} + \frac{x}{5} - 1 = 0 \text{ dir.}$$

Bu son bağıntının sayısal çözümünde $x = 4.9651$ dir.

$$x = \frac{c_2}{\lambda T} \text{ idi } \rightarrow x = \frac{hc/k}{\lambda T} = \frac{hc}{k\lambda T} = 4.9651 \text{ olur.}$$

Son bağıntıdan $\lambda \cdot T$ yi çektim.

$$\lambda \cdot T = \frac{h \cdot c}{k \cdot 4.9051} = \text{sbt} = 0.0028978 \text{ K} \cdot \text{m} \text{ dir.}$$

SONUÇ: $\lambda_{\max} \cdot T = 0.02898$ m.k Buda Wien denklemdir ve B_{λ} Planck fonksiyonundan elde edilmiştir. Burada λ_{\max} yerine ν_{\max} yani frekans cinsinden Wien yasasını yazamayız. Yani $\nu_{\max} = \frac{c}{\lambda_{\max}}$ dan Wien yasasını değiştiremeyiz. Bunu için $B_{\nu}(T)$

Planck yasasından çözüme gidilebilir, zor bir çözümdür. Eğer sonuç elde edlirse, $\lambda_{\max} \cdot T = 0.051$ bulunur. (?)

Eğer λ_{\max} noktası çok kısa veya çok uzun dalga boylarına doğru kayarsa, Planck fonksiyonunun basit yaklaşımları kullanılabilir. Yani $\lambda_{\max} \gg \lambda$ ise, yani $\frac{hc}{\lambda kT} \gg 1$ $\exp(hc/\lambda kT) \gg 1$ olur.

Bu küçük dalga boyları içindir. Bu durumda Planck fonksiyonunda paydadaki -1 ihmal edilebilir, ve Wien yaklaşımı için

$$B_{\lambda}(T) \approx \frac{2hc^2}{\lambda^5} \cdot e^{-hc/\lambda kT} \quad \text{veya} \quad B_{\nu}(T) \approx \frac{2h\nu^3}{c^2} \cdot e^{-hc/kT}$$

kullanılabilir. Aynı yaklaşım uzun dalga boyları için düşünlüğünde

$$\lambda \gg \lambda_{\max}, \quad hc/\lambda kT \ll 1 \text{ ise} \rightarrow e^{-hc/\lambda kT} \approx 1 + \frac{hc}{\lambda kT} \text{ olur ve}$$

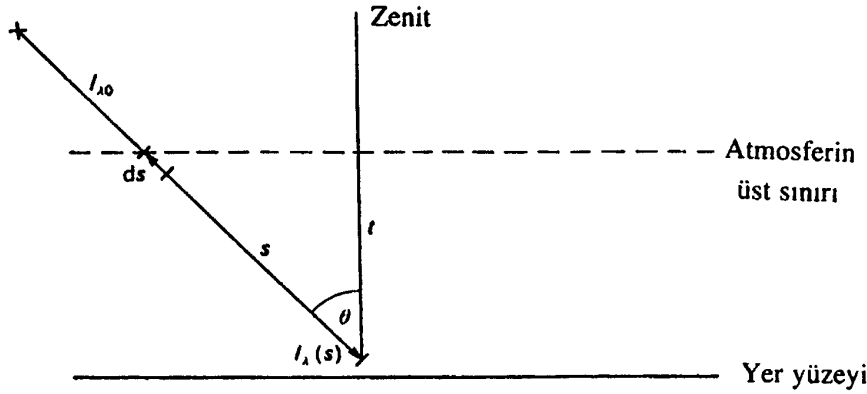
$$B_{\lambda}(T) = \frac{2ckT}{\lambda^4} \quad \text{veya} \quad B_{\nu}(T) = \frac{2\nu^2 kT}{c^2} \text{ dir. Bu son iki}$$

bağıntıya da Rayleigh-Jeans bağıntısı denir. Bu bağıntı, eğer sıcaklık çok düşük değilse, radyo bölgesinde kullanılabilir.

YER ATMOSFERİNİN GÖZLEMLERE ETKİSİ VE OPTİK DERİNLİK:

– Yıldızlardan gelen ışık, yer atmosferi ile karşılaşırken kırılmaya, yansımaya ve özellikle de geldiği dalga boyuna göre zayıflatılmaya uğrar. Bu etkilerin hepside yıldızdan gelen ışığı zayıflatır. Ancak yer atmosferinin olumsuz etkilerini hesaplamaktır.

Yıldızdan gelen ışığın yer atmosferi dışındaki yoğunluğu $I_x(0)$ olsun. Yeryüzüne indiğindeki yoğunlukta $I_x(s)$ olsun. Atmosferdeki s yolu boyunca yoğunluk değişmiştir. Değişim gelen ışığın dalga boyuna, s yolunun büyüklüğüne, atmosferin yoğunluk, sıcaklık, basınç, kimyasal yapı gibi özelliklerine bağlıdır. Bunların hepsi $I_x(0)$ 'i azaltma yönündedir. En kısa s yolu zenit yönündedir ve bu mesafeye z diyelim.



Yıldızdan çıkan ışık demeti yer atmosferini zenit doğrultusuyla θ açısı yapan s yolu boyunca geçmektedir. Soğurmadan dolayı yoğunluk s yolu boyunca azalmaktadır. Büyük zenit uzaklıklarında s büyüdükçe soğurma artar. **KAYNAK: 8**

Atmosferin yaptığı tüm engellemelere de kısaca κ_x diyelim. κ_x , soğurma katsayısıdır. ds yolundaki yoğunluk değişimi de

$$dI_x = -\kappa_x \cdot I_x(0) \cdot ds \text{ olsun. Bu denklemden}$$

$$\frac{dI_x}{I_x(0)} = d \ln I_x(0) = -\kappa_x \cdot ds = -d\tau_x \text{ bağıntısı}$$

bulunur. Burada τ_x , OPTİK DERİNLİKTİR.

s yolu boyunca optik derinlik $\rightarrow Z_{\lambda}(s_0) = \int_0^s k_{\lambda} \cdot ds$ olur
ve integre edersek,

$$\Delta(\ln I_{\lambda}) = \ln I_{\lambda}(s) - \ln I_{\lambda}(0) = -\int_0^s k_{\lambda} \cdot ds = -\int_0^{Z_{\lambda}(s)} dZ_{\lambda} = -Z_{\lambda}(s)$$

olur. Burada $Z_{\lambda}(s) \rightarrow s$ yolunun optik derinliğidir. Sonuç

olarak $\ln \frac{I_{\lambda}(s)}{I_{\lambda}(0)} = -Z_{\lambda}(s) \rightarrow \boxed{I_{\lambda}(s) = I_{\lambda}(0) \cdot e^{-Z_{\lambda}(s)}}$ olur.

$I_{\lambda}(0)$ değeri, $e^{-Z_{\lambda}(s)}$ kadar azalmıştır. Optik derinlik zenitte göre bakılan açıya yani θ açısına da bağlıdır. Çünkü

$$\cos \theta = \frac{t}{s} = \frac{dt}{ds} \rightarrow ds = \frac{dt}{\cos \theta} = \sec \theta \cdot dt$$

$$Z_{\lambda s} = \int_0^s k_{\lambda} ds = \sec \theta \int_0^t k_{\lambda} dt = \sec \theta \cdot Z_{\lambda t} \text{ dir. Burada}$$

$Z_{\lambda t}$ ye zenit doğrultusundaki, en az absorpsiyonun olduğu atmosfer kalınlığına karşılık gelen optik derinlikler. Sonuç olarak, genel bir denklem elde ettik.

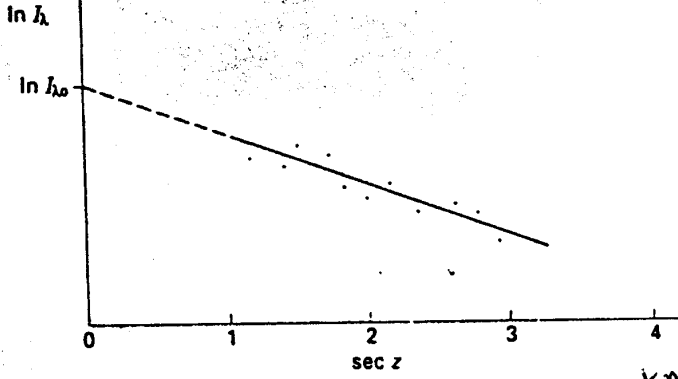
$$I_{\lambda}(s, \theta) = I_{\lambda}(0) \cdot e^{-\sec \theta \cdot Z_{\lambda t}}$$

Burada, $I_{\lambda}(0)$, yıldızın atmosfer dışındaki ışınım yoğunluğu, $I_{\lambda}(s, \theta)$, Atmosferin kalınlığı (ışığın aldığı yol) ve yıldızın zenitten olan θ açısına göre ÖLÇÜLEN ışınım yoğunluğu, $e^{-\sec \theta \cdot Z_{\lambda t}}$ de ışınım yoğunluğundaki azaltıcı etkenlerin bir toplamıdır. Amacımız $I_{\lambda}(0)$ rı bulmaktır. $I_{\lambda}(s, \theta)$ ölçülüyor, $\sec \theta$ biliniyor ama $Z_{\lambda t}$ veya genel gösterimiyle Z_{λ} bilinmiyor. $I_{\lambda}(0)$ rı bulmak için $Z_{\lambda t}$ yi mutlaka bilmemiz gerekiyor.

Z_{λ} OPTİK DERİNLİĞİN BULUNMASI?

Z_{λ} , doğrudan dalga boyuna bağlıdır. Ancak geçerken geçerken atmosfer şartlarına bağlı olarak değişir. Gözlenen yıldızda gece boyunca ufuk düzlemine göre sürekli yer değiştirir. Bu nedenle (θ , zamanın bir fonksiyonudur) ölçüm yaptığımız

farklı θ değerlerini kullanarak bir grafik çizilebiliriz. En az iki, hassas ölçümler için ise daha çok farklı θ açılarında gözlem yapmalıyız.



Ölçülen I_λ yeğinliklerinin logaritmaları $\sec z$ nin fonksiyonu olarak noktalanmıştır. Bu noktalardan geçen en iyi düz çizgi bulunur. Bu çizginin $\ln I_\lambda$ ekseninin kestiği nokta Yer atmosferi dışındaki yeğinliğin logaritması $\ln I_{\lambda 0}$ yı verir.

En az iki gözlem yaptığımızı düşünürsek (Gözlem başında ve sonunda) (Not: Gözlem sırasında yıldız, gözlemci meridyeninin bir tarafından diğer tarafına geçmiş ise, meridyen öncesi ve sonrası için ayrı ayrı optik derinlik hesabı yapmak gerekir.)

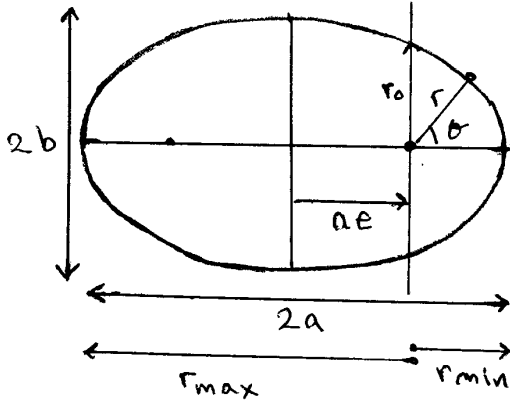
$$1. \text{ pozisyonunda } \theta_1, I_{\lambda,1} = I_\lambda(\theta_1, s_1)$$

$$2. \text{ pozisyonunda } \theta_2, I_{\lambda,2} = I_\lambda(\theta_2, s_2) \text{ olarak } \theta_1 \text{ dan}$$

$$\ln I_{\lambda,1} - \ln I_{\lambda,2} = -\tau_\lambda (\sec \theta_1 - \sec \theta_2) \rightarrow \tau_\lambda = \frac{\ln I_{\lambda,1} - \ln I_{\lambda,2}}{\sec \theta_1 - \sec \theta_2}$$

olur. Yukarıdaki şekildeki doğru $\ln I_\lambda = \ln I_\lambda(0) - \sec \theta \cdot \tau_\lambda$ olduğundan. Doğrunun eğimi τ_λ yı verir. $\tau_{\lambda S} / \tau_{\lambda E}$ ye oranına HAVA kütlesi denir. $\sec \theta < 2$ değerleri bu hava kütlelerine çok yakındır. Bununla birlikte $\sec \theta$ 'si ibiden büyük değerlerde gözlemler (yıldız ufka çok yakın) sağlıklı olmayabilir. Gözlemlerde $I_\lambda(0)$ bilinen bir standart yıldız kullanılarak, $\sec \theta$ ve τ_λ dan gelen hatalar en aza indirilmiştir olur. Bunun için en önemli özellik, gözlenen standart yıldız konum olarak birbirine yakın olmalı, ayrıca da parlaklık ve renk olarakta birbirlerine benzemelidir.

* ELİPSİN ÖZELLİKLERİ:



$$\text{Yarıbüyük eksen, } a = \frac{r_0}{1-e^2}$$

$$\text{Yarı-küçük eksen, } b = \frac{r_0}{(1-e^2)^{1/2}}$$

$$\text{Dış merkezlik, } e = \left(1 - \frac{b^2}{a^2}\right)^{1/2}$$

$$r_0 = \frac{b^2}{a} = a(1-e^2)$$

$$r_{\min} = \frac{r_0}{1+e} = a(1-e)$$

$$r_{\max} = \frac{r_0}{1-e} = a(1+e)$$

* YILDIZLARIN KÜTLELERİNİN HESABI:

Yıldızların içinde hangi elementlerin ne oranda bulunduğunu bilemeyiz. Ancak tayf çizgilerinden atmosferlerindeki elementleri belirleyebiliriz. Daha derinlere ilgili bilgimiz yok. Yıldızın kütlelerini bilirse, ışınım gücünden yarıçapını bilirse, buradan "ortalama yoğunluğu" bulabiliriz. Bu ortalama yoğunlukta bize yıldızın kimyasal yapısı hakkında bilgi verebilir.

Yıldızların kütle hesabı için tek yol "sekim yasalarından" yararlanmaktadır.

Kütle nedir? Kütle, kuvvetin ivmeye oranından ortaya çıkan bir sabittir. Newton'un 2. hareket kanunundan çıkarılır ve kütlelerin tanımını verir.

Eğer bir parçacığa F_1, F_2, \dots, F_n gibi kuvvetler uygulanırsa ve bu kuvvetlerin parçacığa kazandırdığı ivmeler sırasıyla a_1, a_2, \dots, a_n iseler

$$\frac{F_1}{a_1} = \frac{F_2}{a_2} = \dots = \frac{F_n}{a_n} = \text{sht} = m$$

Newton'un 2. kanunu: Bir cisme uygulanan kuvvet, cismin ivmesinin doğrultusunda olup, bu cismin kütle ile ivmesinin çarpımına eşittir. Yani $F = m \cdot a$ dir.

Ağırlık nedir? Ağırlık bir kuvettir. Bu kuvvetin değeri kütle ile çekim kuvvetinin çarpımına eşittir. Bu nedenle cisimlerin ağırlıkları üzerinde bulunduğu gök cismine göre değişir.

Birbirine yakın gök cisimlerinden biri yada birbiri başka bir gök cisminin çevresinde yörüngeye oturmuş ise, yörünge büyüklüğü ile dolanma periyodu da saptanmış ise III, Kepler yasasından KÜTLE bulunabilir. Güneş sistemindeki cisimlerin kütleleri böyle hesaplanır. Ohalde çift yıldızlardan da yıldızların kütle hesabı yapılabilir. Çift yıldızları basitçe üç gruba ayırayabiliriz.

GörSEL çift yıldızlar.

TARIFSEL çift yıldızlar

ÖRTEK çift yıldızlar.

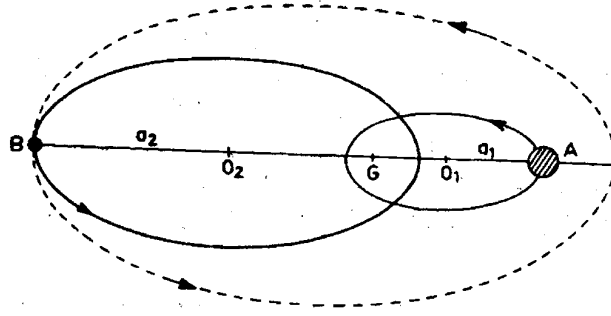
Her üç cinsinde farklı yöntemlerle, kütleler veya sistemin kütleleri hesaplanabilir.

GÖRSEL ÇİFT YILDIZLAR: Burada çift yıldız anlatılmayacak, sadece kütle hesaplamalarına ilişkin kısa bilgi verilecektir.

GörSEL çift yıldızlar teleskopla bakıldığında yada fotoğrafı alınırken bileşenleri ayrı ayrı görülen çiftlerdir. Bu nedenle gerçekten iki yıldız olarak birbirlerine bağlı olmalarına rağmen aralarındaki mesafe çok çok büyük, yada sistem bize çok yakın demektir. İlk bulunan görSEL çift yıldız ϵ UMa'dır. Sistemin arasal uzaklığı $2''5$ dir. Sistemler arasında en büyük arasal uzaklık $24''4$ ile 61 Cyg'ye aittir. Sıradak gözle ayırt edilebilen en yakın arasal uzaklık $6''$ dir.

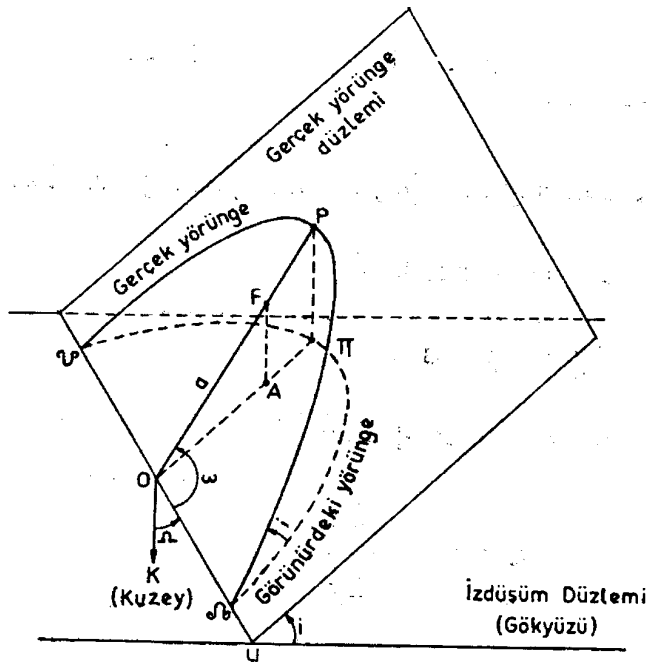
Bu tür yıldızlarda periyotlar uzundur, 25-100 yıl civarındadır. Bilinen en kısa periyotlu görSEL çift ϵ UMa (1.8 yıl) dir. En uzun periyotlu olanı ise α UMa dir. 10850 yıl periyotludur, ve sistemin yarım büyük eksen büyüklüğü 500 AB dir.

GörSEL olsun veya olmasın, iki yıldızdan oluşan bir çift yıldız sistemini sematik şekil üzerinde inceleyelim,



Bir çift yıldız üyelerinin yörüngeleri.

Düz çizgili elipsler A ve B nin kütle merkezine göre çizdikleri elipslerdir. Eğer bir gözlemci A da oturursa B nin kesikli büyük elipsini gözler. Bu üç elipsin dışmerkezlikleri ve üç yörünge üzerindeki P dolanma dönemleri özdeşdir. G noktası iki cismin kütle merkezidir. Kaynak: 15



Çift yıldızlarda yörünge öğeleri.

Gerçek yörünge üzerindeki izdüşümü gözlenen (görünürdeki) yörüngeyi verir.

Ω = çıkış düğümü, ω = iniş düğümü. Kaynak: 15

Düğümler sırası, iki düzlemin arakesitidir. Yedi adet yörünge öğesi tanımlanabilir. Bunlar:

- 1) e → yörüngeyi belirler. (Yörüngeyi belirler.)
- 2) a → Gerçek yörüngeyi belirler. (Yörüngeyi belirler.)
- 3) Ω → Düğüm noktalarının durum açıdır. Düğümler sırası- nin kuzey doğrultusundan açsal uzaklığıdır. Aynı yönde 0° ile 180° arasında ölçülür.

- 4) i → eğiklik, yada eğim açısı. $0^\circ - 90^\circ$ arasındadır. Gerçek yörünge düzleminin 12 düşüm düzlemine göre (Yeryüzünden görünen düzlem, yani gökyüzü) yaptığı açıdır. Artı yönlü hareket için +, eksi yön için - işaretli alınır.
- 5) ω → Gerçek yörüngeyi enberi noktasının düğümler ϵ 12-gisinden orisat uzaklığıdır. $0 - 360^\circ$ arasındadır. Yıldız yıldızın hareket yönünde ölçülür.
- 6) P → Dolanma periyodu. Genelde yıldız yılı birimindedir. Sisteme alt üç elips içinde ağırdır.
- 7) t_0 → En beriden geçme zamanıdır.

Burada, i , Ω , ω yörüngeyi konumunu belirler.

Şekil dikkatlice incelenirse 3 özellik daha dikkat çeker.

Bunlar;

- Gerçek elipsin eksenleri, görünürdeki elipsin eşlenik biseksanlarıdır.
- Görünürdeki elipsde gözlenen A noktası ile bu elipsin odak noktası arasında bir ilişki vardır. A noktası elips içinde herhangi bir noktaya rastlar.
- Görünürdeki elipsin merkezi, gerçek elipsin merkezinin 12 düşümüdür.

13. sayfa'daki ilk şekle geri dönersek, şekilde A noktası iki elipsinde odak olduğu olduğundan ve $A = m_1$, $B = m_2$ yıldız kütleleri olduğuna göre

$$m_1 \cdot \overline{AB} = m_2 \cdot \overline{BA}$$

$$m_1 \cdot (a_1 + a_1 e) = m_2 \cdot (a_2 + a_2 e)$$

$$(m_1 a_1 - m_2 a_2)(1 + e) = 0 \text{ denkleminde}$$

$$\boxed{m_1 \cdot a_1 = m_2 \cdot a_2} \quad \text{veya} \quad \boxed{\frac{m_1}{m_2} = \frac{a_2}{a_1}} \quad \dots \text{ 1. denklem}$$

Şekilde A noktası, ürünü elipsin odak noktasıdır.

Buna göre $AB = a + ae$ ayrıca $AB = a_1 + a_2 e + a_2 e + a_2$ olduğundan, birbirlerine eşitlenirse,

$$\boxed{a = a_1 + a_2} \dots \dots \dots \underline{\underline{2. denklemler}}$$

bulunur,

Yıldızlardan biri kütle merkezine çok yakınsa, yoldaş yıldızın boş yıldız etrafında döndüğünü düşünebiliriz. (Güneş - Yer sıfırı gibi). Bu durumda III. Kepler yasasını yazarsak

$$\frac{a^3}{p^2} = \frac{G}{4\pi} (M_1 + M_2) \text{ olur. Burada } p \rightarrow \text{yıl}, a \rightarrow AB$$

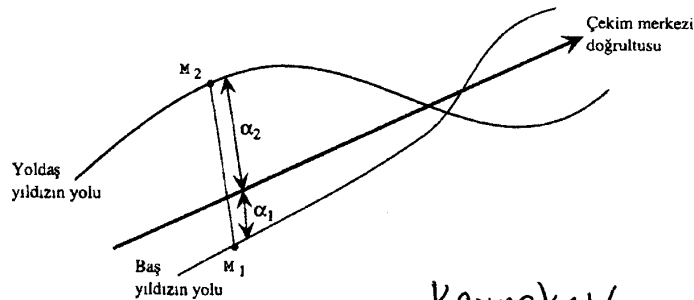
$m_1, m_2 \rightarrow M_{\odot}$ biriminde alınırsa, $\frac{G}{4\pi} = 1$ olduğundan

$$\boxed{M_1 + M_2 = \frac{a^3}{p^2}} \text{ veya } \boxed{M_1 + M_2 = \frac{(a_1 + a_2)^3}{p^2}} \underline{\underline{3. denklemler.}}$$

HATIRLATMA: Sistemin π'' paralaksı biliniyorsa $\frac{a''}{p''} = a$ (AB) dir,

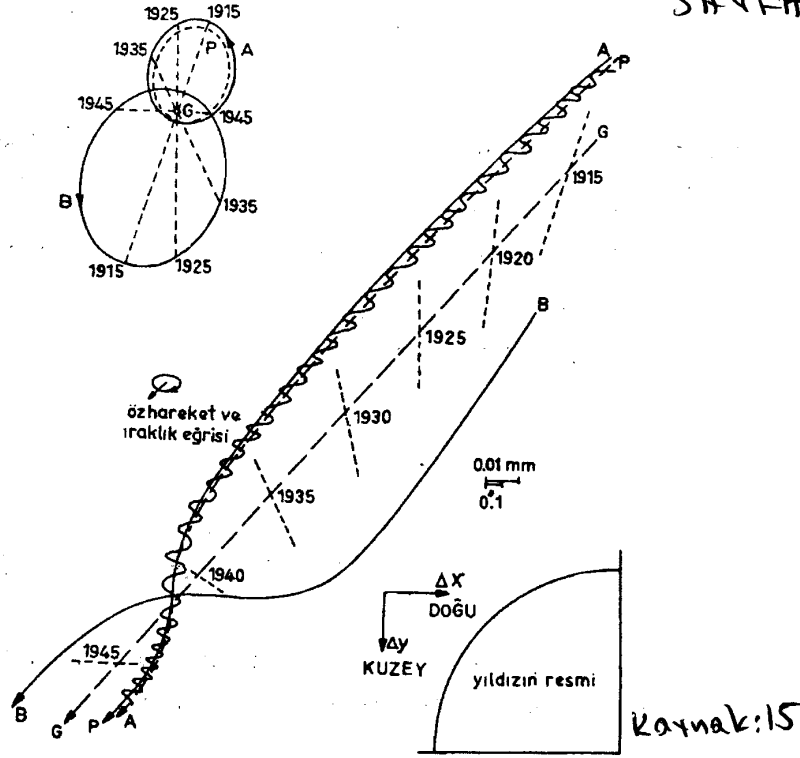
SONUÇTA; Kütlelerin oranına ve kütlelerin toplamına ait (1 ve 3. denklemler) iki denklemler bulduk. Eğer iki yıldızın kütle merkezinin yerini tespit edebilirsek, bir yıldızın değerine oranla gerçek yörüngesini tespit edebilirsek yani ortalama a değerini bulabilirsek, periyotta tespit edilmiş ise sistemin bileşenlerinin kütlelerini ayrı ayrı bulabiliriz.

Aşağıdaki üç şekil, sistem bileşenlerinin gökyüzünde birbirlerine uyguladıkları çekim etkisiyle yaptıkları salınımları göstermektedir.

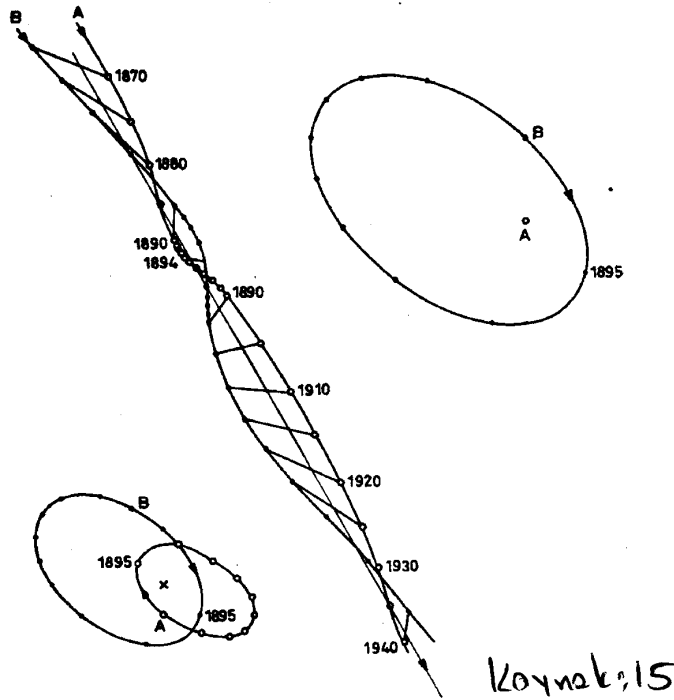


Kaynak: 16

Bir görsel çiftin öz hareketinin bir sonucu olarak gözlenmiş hareketi



99 Herculis çiftinin A ve B yıldızları ile P ışık merkezinin gökyüzündeki izledikleri yollar. A'ya ilişkin küçük dalgalı yol yermerkezli, düz yol ise günmerkezli yollardır. G kütle merkezi öz devimi belirten bir doğru çizer. (Sproul teleskobu ile çekilen resimden 500 kat büyütülmüştür.



Akyıldız çiftinin gökyüzündeki dalgalı yolu ve bu yola ilişkin yörünge elipsleri (Kaynak:

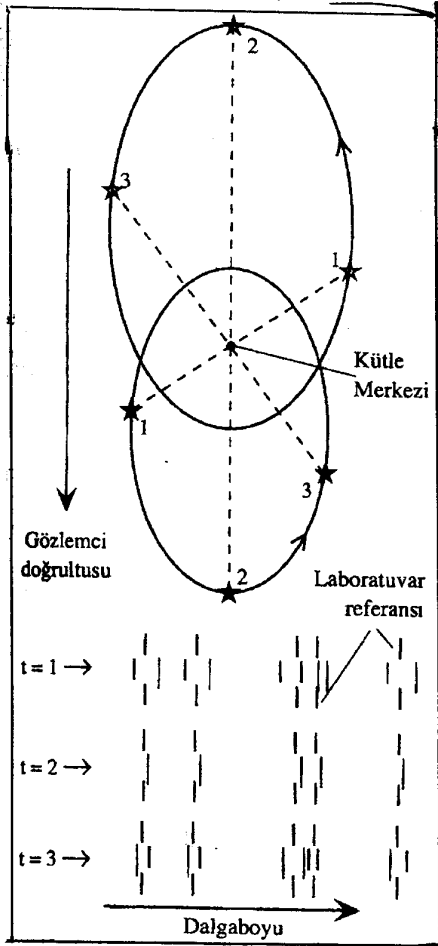
Genelde bileşenlerden biri çok sonüktür ve çok zayıf görülür ya da görülmez. Diğer bileşenin salınımından görsel çift olduğu anlaşılar. Bu sistemlere ASTROMETRİK ÇİFTLER denir.

TAYFSAL ÇİFT YILDIZLAR:

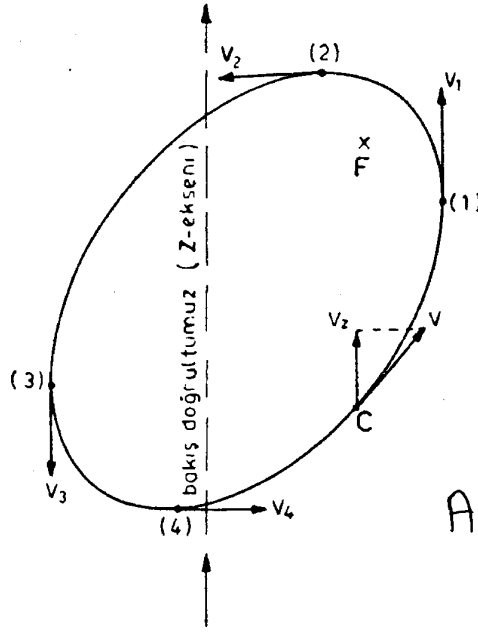
Birbirlerine çok yakın olan çift sistemlerdir. Yakınlıklarından dolayı tek bir yıldız olarak görülürler. Birbirlerine yakın olmaları, ortak kütle merkezi etrafındaki dönme hızlarını yükseltir, ve periyotları oldukça kısadır. Sistemden ışık alındığında bazı çizgilerin periyodik olarak yer değiştirdiği (kaydığı) görülür. Kayma miktarı, doğrudan ölçülen hız ile orantılıdır. Yani bir Doppler kayması vardır.

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{v_r}{c}$$

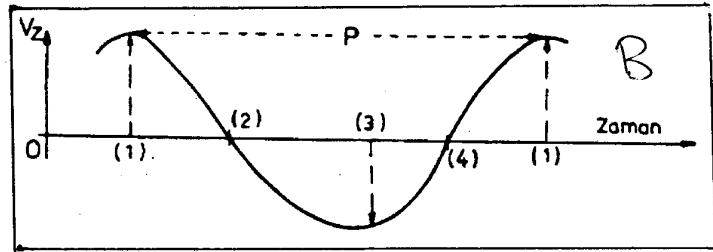
Bileşenlerin parabolikliği göre veya yörünge hızına göre bazen iki yıldızın bazende gördüğümüz yıldızın tayfında periyodik çizgi kaymaları gözlenir.



Tayfsel çift yıldız yörüngesi ve çizgilerdeki kaymalar.
Kaynak: 16



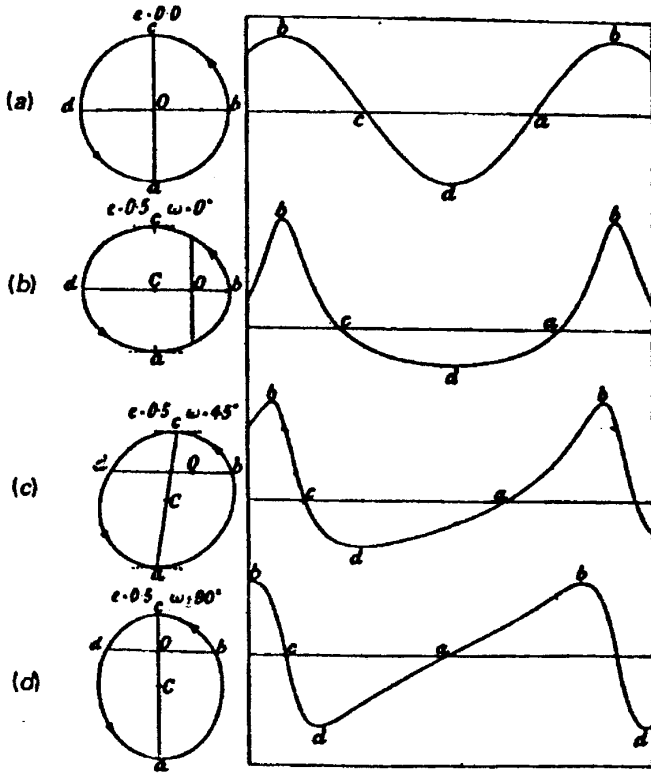
Yörüngesi bakış doğrultusu ile çakışık bir çy. üyesinin çeşitli konumlardaki dikine hız



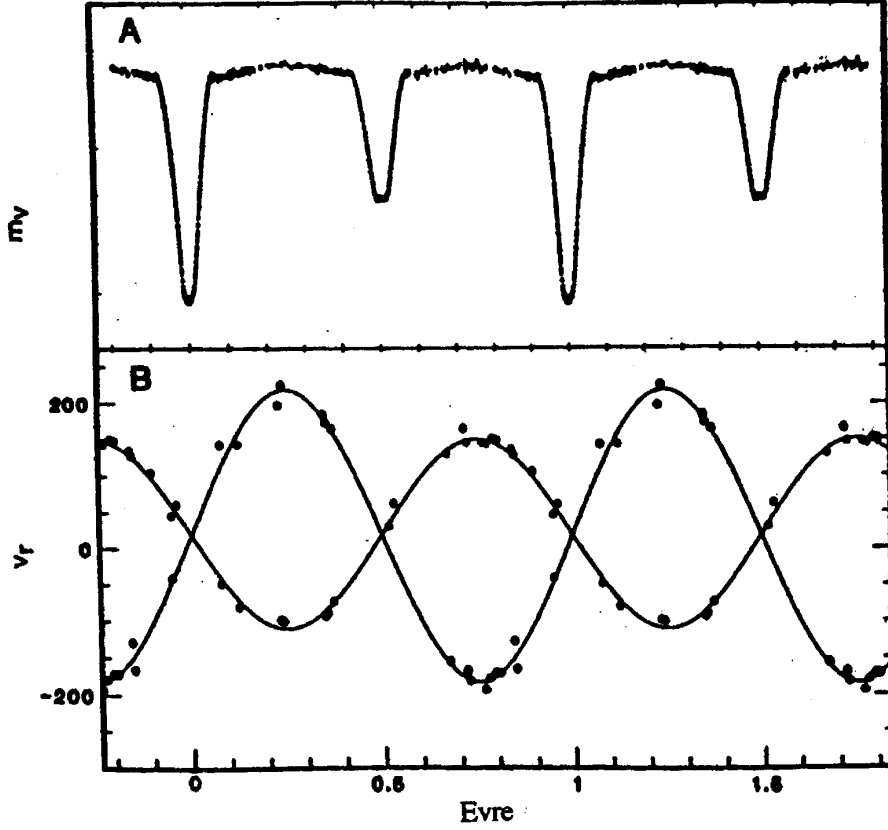
Şekil A; Yörüngedeki (yollar) yıldız ve yörünge konumuna göre (şekil B) radyal hız eğrisi
Kaynak: 15

Bu sırtı boymalarından elde edilen hızlar bir (hız-zaman) grafiğinde yerleştirilerek "Radyal hız eğrileri" elde edilir.

Burada elde edilen hızlar, radyal hız olup sistemdeki yıldızların gerçek görüngen hızları değildir. Çünkü sırt yıldızların (hangisi dör olursa olsun) görüngen düzlemleri üç boyutlu uzayda farklı farklı düzlemlere dağılmış durumdadır. Biz sadece bu gerçek yörüngelevin gökyüzü üzerindeki iz düşümünü görmekteyiz. Gerçek düzlem ile görülen düzlem arasındaki "i" eğim açısı son derece önemlidir. Bu nedenle bulacağımız tüm denklemlere "sin i" gibi, hesaplanamayan bir pay gelecektir. i eğimi 0° ile 90° arasında değişmektedir. i=90° olduğunda sistem dairesel bir sistemse, aynı zamanda "örden bir sistem" de olabilmektedir. Bu durumda $\sin i = \sin 90 = 1$ olduğundan kütle oranları veya kütle toplamları bulunabilir.



Sıfır dışmerkezlikli (a), $e = 0.5$, $\omega = 0$ (b), aynı dışmerkezlik fakat $\omega = 45^\circ$ (c) ve $\omega = 90^\circ$ (d) yörüngeleri için beklenen dikine hız eğrileri. $e \neq 0$, $\omega = 90^\circ$ dışında, en büyük pozitif ve en küçük negatif hızlar arasında bir farklılık doğurur (bkz. (c) ve (d)). Bu durumda bir yandaki b ile d noktaları ve öte yandaki d ile b noktaları arasındaki zaman farkı (d), dışmerkezliğin bir ölçüsünü verir. (Becker 1950'den). KAYNAK: 8



Örten çift yıldız ζ Phoenicis'in ışık ve dikine hız eğrileri yörünge evresinin fonksiyonu olarak gösterilmektedir. Bir yıldız ötekinin ardında olduğunda ışık yeğirliğinin azaldığını görüyoruz. Bu olay bir dönem içinde iki kez olur: 1 yıldız 2 yıldızın önünde ve 2 yıldız 1 yıldızın önünde olduğunda. 2 yıldız daha yüksek yüzey parlaklığı, yani her cm^2 sinden daha fazla ışık salıyorsa 2 yıldızın örtüldüğü birinci tutulmada 1 yıldızın örtüldüğü ikinci tutulmadakinden daha az ışık alınacaktır. Dolayısıyla birinci minimum ikinciden daha derindir (Paczinski 1985'den). Kaynak: 8

i açısı büyüdükçe $\sin i$ oranında bir belirsizlikte büyüme alır.

$i = 0^\circ$ olursa ne olur? Tayfsal çizgilerde kayma olmaz. Yıldızların birbirlerini örtmesi söz konusu olmaz. Biz sistemi tek bir yıldız olarak algılarız.

2) YILDIZLARDAN BİRİNİN TAYFI AÖZLENİYORSA?

Daha önceden

$$\frac{m_2}{m_1} = \frac{a_1}{a_2} \rightarrow \frac{m_2}{m_1 + m_2} = \frac{a_1}{a_1 + a_2} \text{ ve}$$

$$a = a_1 \frac{m_1 + m_2}{m_2}$$

bulunur. Ayrıca

$M_1 + M_2 = \frac{a^3}{p^2}$ olduğundan ve "sin i" gibi bir belirsizlikte gözlemlerin yanında yer aldığından yukarıdaki denklemlerin her iki tarafında $\sin^3 i$ ile çarpalım.

$(M_1 + M_2) \sin^3 i = \frac{a^3 \sin^3 i}{p^2}$ olur. Kütle oranlarından daha önce $a = a_1 \frac{M_1 + M_2}{M_2}$ bulmuştuk, bunu denkleme

yerine yazarsak,

$$(M_1 + M_2) \sin^3 i = \frac{(M_1 + M_2)^3 a_1^3 \sin^3 i}{M_2^3 \cdot p^2}$$
 ve düzenlersek

$$\frac{(M_2 \sin i)^3}{(M_1 + M_2)^2} = \frac{(a_1 \sin i)^3}{p^2} = f(M) \text{ elde edilir.}$$

Eğer M_1 e ait a_1 biliniyorsa $f(M)$ bulunur. Denklemin sol tarafında bilinmeyenlerin sayısı birden fazla ve elde tek denklem var. Bu nedenle bulunan sonuç yani $f(M)$ ye dairesel çift sistemin "KÜTLE FONKSİYONU" denir.

b) YILDIZLARIN HER İKİSİNİN DE TAYFI GÖZLENİYORSA?

Bu durumda $a_1 \sin i$ ve $a_2 \sin i$ değerleri bilinir demektir. Böyle olunca, sisteme ait olan $f(M)$ kütle fonksiyonunu $f(M_1)$ ve $f(M_2)$ şeklinde elde ederiz.

Sonuç olarak,

$$f(M_1) = M_1 \cdot \sin^3 i = \frac{a_2 \cdot \sin i \cdot (a \cdot \sin i)^3}{p^2} \text{ ve}$$

$$f(M_2) = M_2 \cdot \sin^3 i = \frac{a_1 \cdot \sin i \cdot (a \cdot \sin i)^3}{p^2}$$

bulunur. Elimizde M_1 ve M_2 kütlelerinin $\sin^3 i$ ile çarpımı belirlenmiş demektir. M_1/M_2 oranında bilindiğine göre, EĞER i AÇISI BELİRLENEBİRSE, sistemdeki yıldızların M_1 ve M_2 kütleleri ayrı ayrı bulunabilir.

Tayıfsal çift yıldızlar, fiziksel ve yaş olarak oldukça çeşitlilik içeren sistemlerdir. Örneğin bileşenlerden biri cüce diğeri dev yıldız olabilmektedir. Bileşenler farklı yaş türlerinde de olabilir. Genel olarak periyodu 20 günden az olanlar yani kısa periyodlu olanlar α -F yay türleri arasında, uzun olanlar ise F, K, K yay türlerinde olabilmektedir.

ÖRTEN ÇİFT YILDIZLAR:

Örten çift yıldızlara, örten değişen yıldızlar da denilmektedir. Çünkü sistemin toplam parlaklığı periyodik olarak değişmektedir. Parlaklık değişimi, yıldızların birbirlerini yüzüne doğru olarak örtmesinden kaynaklanmaktadır. Sistemden gelen ışık şiddetinin zamana göre değişimi yansıtan grafiklere de "IŞIK EĞRİSİ" denilmektedir.

Işık eğrilerinin şekli, yıldızların parlaklık farkına, birbirlerine yakınlıklarına, yarıçaplarının büyüklüğü ve oranına ve de en önemlisi gerek yörünge düzlemleri ile gözlenen düzlem arasındaki eğim açısına bağlıdır.

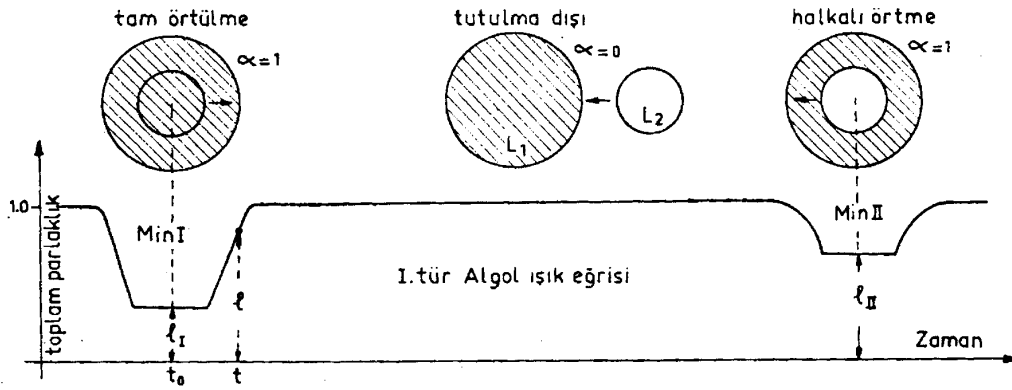
Örten değişen yıldızların ışık eğrilerinin şekline göre birçok alt sınıfları vardır. Burada bu konuya girilmeyecektir. Ancak kabaca bir sınıflama yapmak istersek üç alt sınıfta sınıflayabiliriz.

a) ALAÇL TÜRÜ ÇİFT YILDIZLAR: Bunlar ışık eğrilerinde parlaklığın maksimum olduğu süreçte, zaman ekseninde düz bir çizgi oluştururlar. Genelde küresel yapıya sahip yıldızlardır. Yıldızlar arasındaki parlaklık farkları belirgindir ve I.min ve II.min çukurları verirler.

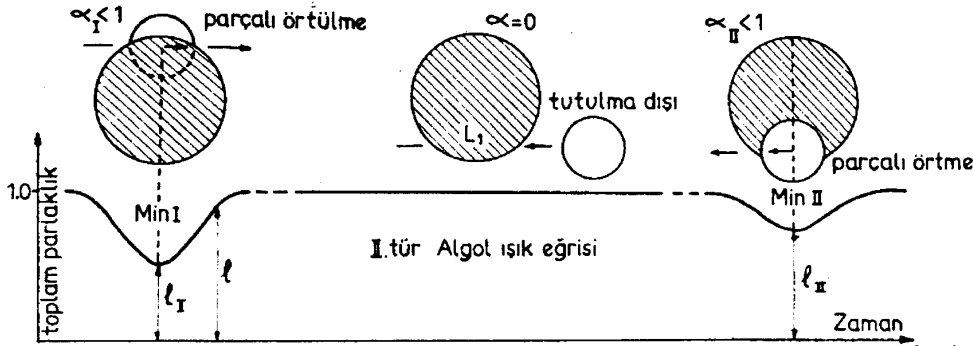
b) BLYR TÜRÜ ÇİFT YILDIZLAR: Bunlarda yıldızlar oldukça birbirlerine yakındır. Birbirlerine uyguladıkları çekimden dolayı küresellikten uzaklaşmış, armutumsu yapıdaki yıldızlardır. Armutlaşmadan dolayı tutulma dışındaki sistem parlaklıkları sürekli değişir. Bu nedenle tutulma dışı ışık eğrileri düz değil, hafif veya sok daire parçalarına benzerler.

e) W UMa Türü ÖRTEN DEĞERSEN YILDIZLAR: Birbirlerine çok yakın olan neredeyse değerekmis gibi yıldızlardır, ve parlaklıkları da birbirlerine yakındır, I. ve II. minimumlarının yapıları da birbirlerine çok benzerler. Işık eğrilerinde neredeyse hiç düzlük yoktur.

Aşağıdaki şekillerde tam ve parçalı tutulmalara ait ışık eğrileri verilmiştir.



a) Tam tutulma gösteren ($i \cong 90^\circ$) bir çy. ve onun vereceği ışık eğrisi.



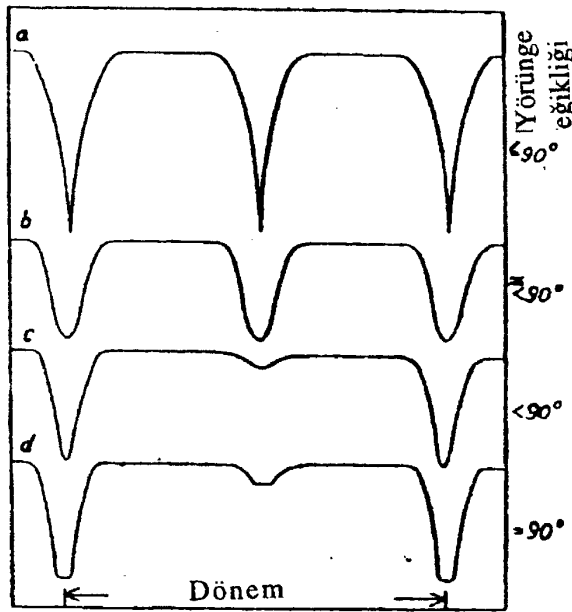
b) Parçalı tutulma gösteren ($i < 90^\circ$) bir çy. ve onun vereceği ışık eğrisi.

Kaynak: 15

Konumuz, ışık eğrilerinin analizi değil, kütle hesabıdır. Ancak kabaca bazı bilgileri de bilmeliyiz. Örtün değersen çift yıldızlarda yıldızların yarıçaplarının önemi çok büyüktür. Bunlar noktesal kaynak olmadıklarından, birbirlerine de yakın olduklarından $i=90$ olmasada (bu tam tutulmadır) belli bir i eğim açısı değerine kadar parçalı tutulmalar olabilir. Genelde $i > 75^\circ$ olduğunda parçalı tutulma olma ihtimali başlar.

Bu da $\sin i$ için alt ve üst sınır belirlemeye yarar. Örneğin $\sin 75^\circ \rightarrow \sin i \geq 0,96$ ve $\sin^3 i \geq 0,89$ dur, ve "1" e yakındır. Budurumda sanki $\sin i = \sin 90 = 1$ gibi alınabilir. Bu da kütlelerin hesabına %10 luk bir yanlışlığı payını beraberinde getirir.

Aşağıdaki şekil, farklı yarıçap oranına ve farklı parlaklığa sahip örden çift yıldızların sematik ışık eğrilerini göstermektedir.



Kaynak: 8

Örten çift yıldızların farklı yüzey parlaklık ve farklı yarıçap oranları için sematik ışık eğrileri gösterilmektedir. (a) ve (b) eğrileri her iki yıldız aynı yarıçap ve aynı yüzey parlaklığında olan örten çiftlerin ışık eğrilerini göstermektedir. (c) ve (d) eğrileri ise farklı yarıçap ve yüzey parlaklığındaki yıldızlar içindir. Becker 1950'den.

Şimdi kısaca ışık eğrilerindeki tutulmaların şekli ile yıldızların yarıçapları arasındaki ilişkiyi inceleyelim.

Arkasoyfordaki şekilde, B yıldızı çevresinde dairesel bir yörüngede dolanan daha küçük yarıçaplı bir A yıldızı düşünelim, ve B yıldızının kütlesi A yıldızının kütlesinden daha büyük olsun. $t_e \rightarrow$ toplam tutulma süresi ise

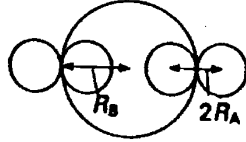
$$\frac{t_e}{P} = \frac{2R_A + 2R_B}{2\pi r} \text{ dir.}$$

SAYFA: 24

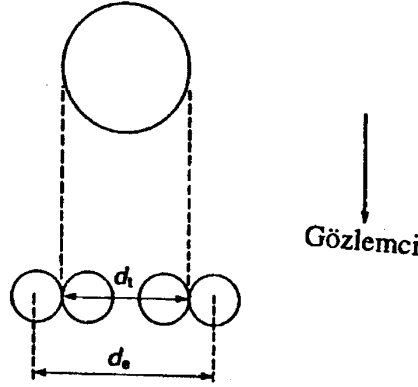
Burada yörüngeyi dairesel olarak aldığımızdan r , yörünge yarıçapıdır, ve $r \gg R_A$ ve R_B olduğunu kabul ediyoruz. Bir tutulma (örtme) olduğuna göre kabaca $i \approx 90^\circ$ kabul edilebilir. Eğer $t_e/p \ll 1$ ise yıldızlar birbirlerinden epeyce uzak demektir.

$t_t \rightarrow$ tam tutulma zamanı ise (aşağıdaki şekile bakınız)

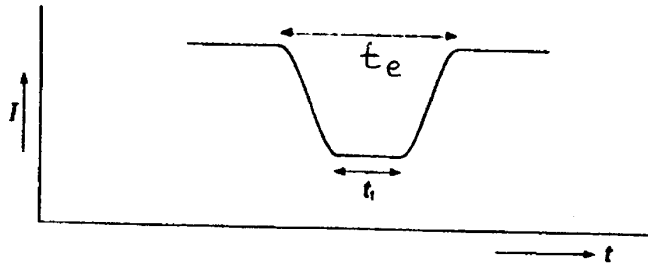
(a)



(b)



(c)



Kağıt düzlemine dik bakan bir gözlemci için örten yıldızın birinci, ikinci, üçüncü ve dördüncü teğetlerdeki konumları (a). Ortadaki şekil ise bakış doğrultusu yörünge düzleminde (kağıt düzlemi) olan bir gözlemciye göre tutulmanın geometrisidir. Çizim ölçekli değildir. A ve B yıldızları arasındaki büyük uzaklık için B yıldızının yolu doğrusal alınabilir. Alttaki şekil ise tutulma süresi boyunca zamanın fonksiyonu olarak ışık eğrisini göstermektedir. t_e zamanında A yıldızı $d_e = 2R_A + R_B$ kadar yol alır. t_t zamanında ise $d_t = 2R_B - 2R_A$ yolunu alır. Kaynak: 8

$$\frac{t_t}{P} = \frac{2R_B - R_A}{2\pi r_A} \text{ dir. Burada } r_A, A \text{ yıldızının (yıldız) yörünge yarıçapı olsun. Sonuçta,}$$

$$\frac{(t_e - t_t)}{p} = \frac{4R_A}{2\pi r_A} \quad \text{ve}$$

$$\frac{(t_e + t_t)}{p} = \frac{4R_B}{2\pi r_B}$$

bu denklemlerden R_A ve R_B yıldız yarıçapları bulunabilir. Örtün çift yıldızların gözlemlerinden periyod, yörüngeyi eğimi, dış merkezlik e , minimumların zamanları, iki yıldız arasındaki ortalama uzaklık cinsinden (r veya r_A) yıldızların yarıçapları bulunabilir. ANCAK, BU BULGULAR YILDIZLARIN KÜTLELERİNİN HESABINI VERMEZ.

* Tutulmaların (I. ve II. minimumlar) tam orta zamanında her iki yıldız da üstüste görülmektedir, ve o anda yeryüzünden bakılan doğrultuya göre yörünge hızları sıfırdır. Eğer bu örtün çift yıldız sistemi, bir de tayfsal çift yıldız ise ve iki yıldızında radyal hız eğrileri varsa, sistemin ortalama yoğunluğunu bulma ihtimalini de verir.

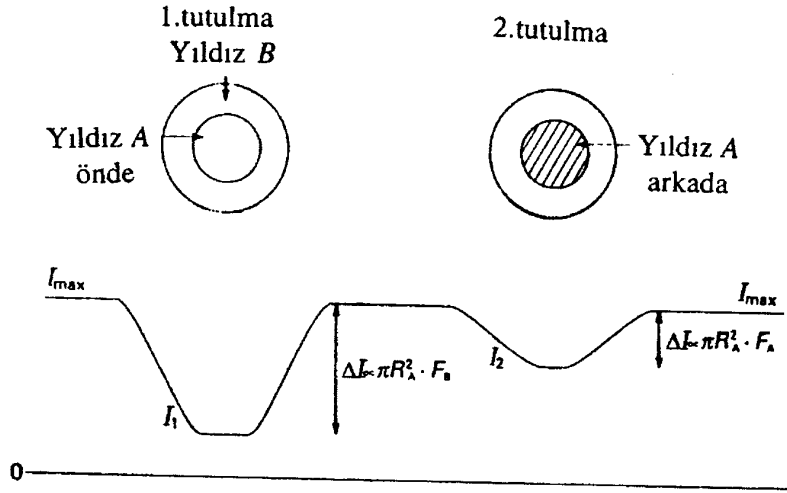
Çünkü a_1 sin i ve a_2 sin i biliniyor, $a = a_1 + a_2$ olduğundan r_1 ve r_2 yıldız yarıçapları km biriminde bulunabilir. En önemlisi de sistemin yoğunluğu bulunabilir.

$$M_1 + M_2 = \rho V = \frac{4}{3} \pi \rho (r_1^3 + r_2^3)$$

$$M_1 + M_2 = \frac{4\pi^2}{G} \frac{a^3}{p^2} \quad \text{olduğundan,}$$

$$\frac{4}{3} \pi \rho (r_1^3 + r_2^3) = \frac{4\pi^2}{G} \cdot \frac{a^3}{p^2} \quad \text{den} \quad \boxed{\rho = \frac{3\pi}{G p^2} \left[\frac{r_1^3 + r_2^3}{a^3} \right]^{-1}}$$

ρ , r_1/a ve r_2/a değerleri ışık eğrisinden bulunduğuna göre sistemin yoğunluğu hesaplanabilir. Burada ki ortalama yoğunluk, iki yıldız kütlelerinin toplamının yoğunluğudur. Örtün çift yıldızlarda, ışık siddetlerinin oranlarının bilinmesi de çok önemlidir. Çünkü bu bilgi, yıldızların yüzey sıcaklıklarının oranının bilinmesi sağlar.



Birinci tutulma sırasında B yıldızının yüzeyinin bir kesri örtülmektedir. İkinci tutulma sırasında ise A yıldızı tamamen örtülmektedir. Işık minimumlarının derinlikleri A ve B yıldızlarının yüzey akılarına bağlıdır.

F_A ve F_B , A ve B yıldızlarının yüzeyinden salınan akı miktarı olsun (1cm^2 den). Sistem maksimum ışık şiddeti I_{\max} ise,

$$I_{\max} = (\pi R_B^2 \cdot F_B + \pi R_A^2 \cdot F_A) \cdot \text{sabit} \text{ olur,}$$

üstteki şekle baktığımızda,

I.min'da ışık şiddeti I_1 ise

$$I_1 = [(\pi R_B^2 - \pi R_A^2) \cdot F_B + \pi R_A^2 \cdot F_A] \cdot \text{sabit}$$

II.min'de ışık şiddeti I_2 ise

$$I_2 = (\pi R_B^2 \cdot F_B) \cdot \text{sabit} \text{ olur ve buradan}$$

$$I_{\max} - I_2 = (\pi R_A^2 \cdot F_A) \cdot \text{sabit}$$

$$I_{\max} - I_1 = (\pi R_A^2 \cdot F_B) \cdot \text{sabit}$$

R_A bilindiğinden F_A ve F_B bulunabilir. Ancak bir problem var. Denklemlerdeki "sabit" değerini bilmiyoruz. Bu sabitten kurulmanın tek yolu orantılamaktır. Sonuç da

$$\frac{I_{\max} - I_2}{I_{\max} - I_1} = \frac{F_A}{F_B} \text{ oranlarını buluyoruz.}$$

$F = \sigma \cdot T_e^4$ olduğundan, bu da bize Etkin sıcaklık SAYFA: 27
oranlarına götürür.

ÇİFT YILDIZLARDA KÜTLE HESABININ ÖZETİ:

- 1) Görsel çift yıldızlarda her iki yıldızda gözlenebildiğinden a_1 ve a_2 yarıbüyük değerleri bilindiğinden M_1/M_2 , M_1+M_2 , M_1 ve M_2 kütleleri hesaplanabilir.
- 2) Tayfsal çift yıldızlarda, radyal hız eğrisinden yörüngeye ait P , w , e , $a \sin i$ değerleri bulunabilir. Eğer iki yıldız ait radyal hız eğrileri varsa, sistem veya bileşenlere ait "Kütle Fonksiyonu" bulunabilir. Ayrıca $a_1 \sin i$ ve $a_2 \sin i$ ve P periyodu bulunabilirse M_1/M_2 kütle oranı bulunabilir. Kütlelerin ayrı ayrı bulunabilmesi için " a " değerinin veya M_1+M_2 toplamının herhangi bir yöntemle belirlenmesi gerekir.
- 3) Örtün çift yıldızlarda, ışık eğrisinden P dolanma periyodu, iki yıldızın ışık şiddetlerinin oranı I_A/I_B ; yörünge yarıbüyük eksenini veya yarıçapı cinsinden yıldızların yarıçapları oranı R_A/R_B , yörünge eğri eğimi i bulunabilir. Bir de bu örtün çift yıldız, tayfsal bir çift yıldız ise ve her yıldızda ait radyal hız eğrileri varsa,
 - a) Işık eğrisinden P , i , R_A/a , R_B/a biliniyor.
 - b) Radyal hız eğrisinden $a \sin i$ bulunur.
 - c) a , R_A , R_B hesaplanır.
 - d) Radyal hız eğrisinden $M_A \cdot \sin^3 i$ ve $M_B \cdot \sin^3 i$ bilindiğinden M_A ve M_B kütleleri ayrı ayrı bulunabilir.
 - e) Kütle ve yarıçaplar bilindiğine göre ρ yoğunlukları hesaplanabilir.
 Eğer, tek radyal hız eğrisi varsa, kütleleri tek tek bulmak için herhangi bir yöntemle " a " ve M_A+M_B değerlerinin elde edilmesi şarttır.

KÜTLE-PARLAKLIK BAĞINTISI?

Yıldızların kütlelerinin hesabında, çekim yasalarını kullanarak kütle hesabı yapılabilirliğini gördük. Yıldızların kütleleri ancak çift sistem olduklarında bulunabiliyordu. Tek bir yıldızın kütlelerini hesaplamak çok zordur. Bu nedenle çift yıldızlardan bir kütle-parlaklık bağıntısı elde edeceğiz. Kütle birimi güneş kütlesi (M_{\odot}) ve ışınlı siddeti, güneşin ışınlı siddeti (L_{\odot}) biriminde alınırsa, tüm yıldızlar için bir kıyaslama yapabiliriz. Yıldızların ışınlı güçleri $100000 L_{\odot}$ ($M = -7.5$ mutlak parlaklık) ile $1/100000 L_{\odot}$ ($M = +18.0$) arasında değişir. Buna karşılık kütleler $10 M_{\odot}$ ile $1/20 M_{\odot}$ (Sadece ileride göreceğimiz HR diyagramındaki "ana kol" yıldızları için) arasında değişir. Sonuçta L ile M arasında bir bağıntı kurulabilir: $L \propto M^{\alpha}$ dir, α , üst katsayıdır için:

$\alpha = 3$ çok sıcak ve çok parlak yıldızlar için

$\alpha = 4$ parlaklığı $100 L_{\odot} - 1/100 L_{\odot}$ yıldızları için alırsak, ortalama olarak $\alpha \approx 3.5$ kabul edilebilir.

Bunu çift yıldızlara uygularsak, tayfsal çift yıldızlar için $\alpha = 2.8$, görsel çift yıldızlar için $\alpha = 4.0$ dir.

İYİ BİLİLEN VİZÜEL ÇİFT YILDIZLARIN YÖRÜNGE ELEMANLARI

Yıldız	yarım büyük eksen a	Peryot P	Parallaks p	Görünen vizüel kadir, m_v		Spektral sınıf		Mutlak bolometrik kadir, M_{bol}		Kütle M	
				1	2	1	2	1	2	1	2
η Cas	11.99	480	0.170	3.44	7.18	G0 v	K5	4.54	7.51	0.94	0.58
σ^2 Eri B, C	6.89	247.9	0.201	9.62	11.10	B9 v	M5e	10.26	9.5	0.45	0.21
ξ Boo	4.88	150.0	0.148	4.66	9.70	G8 v	K5	5.41	6.70	0.85	0.75
70 Oph	4.55	87.8	0.199	5.09	8.49	K0 v	K4	5.56	6.85	0.90	0.65
α Cen A, B	17.66	80.1	0.760	0.09	1.38	G4	K1	4.40	5.65	1.08	0.88
Sirius	7.62	49.9	0.379	-1.47	8.64	A1 v	wA5	0.80	11.22	2.28	0.98
Krü 60	2.41	44.6	0.253	9.80	11.46	dM4	dM6	9.11	9.97	0.27	0.16
Procyon	4.55	40.6	0.287	0.34	10.64	F5 iv-v	wF8	2.59	12.62	1.76	0.65
ζ Her	1.35	34.4	0.104	2.91	5.54	G0 iv	dK0	2.94	5.52	1.07	0.78
85 Peg	0.83	26.3	0.080	5.81	8.95	G2 v		5.26	7.18	0.82	0.80
Ross 614 A, B	0.98	16.5	0.251	11.3	14.8	dM6 +		9.9	11.9	0.14	0.08
Fu 46	0.71	13.1	0.155	10.01	10.36	M4	M4	8.26	8.64	0.31	0.25

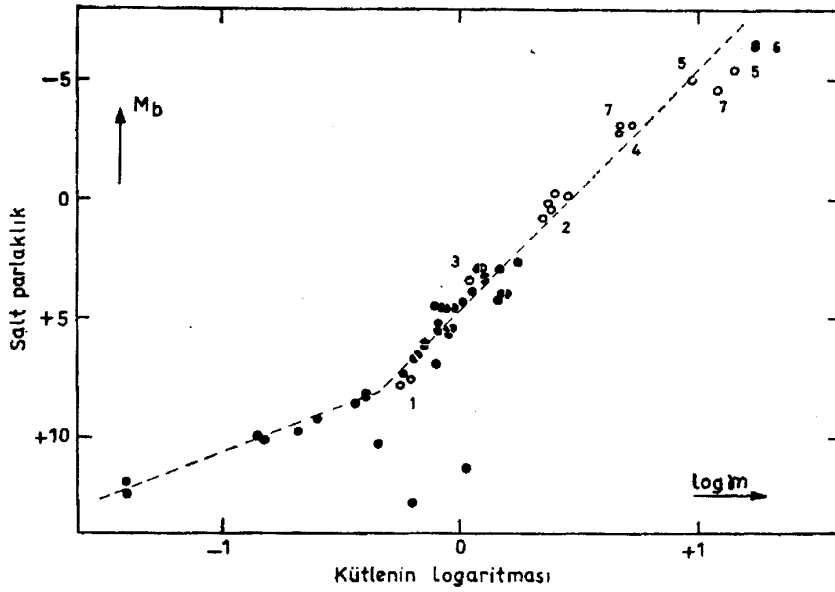
Buna göre şu deneysel bağıntıları yazabiliriz. M_b , bolometrik mutlak parlaklık olmak üzere,

$$7.5 > M_b > -0.3 \rightarrow M_b = 4.62 - 10.23 \log M$$

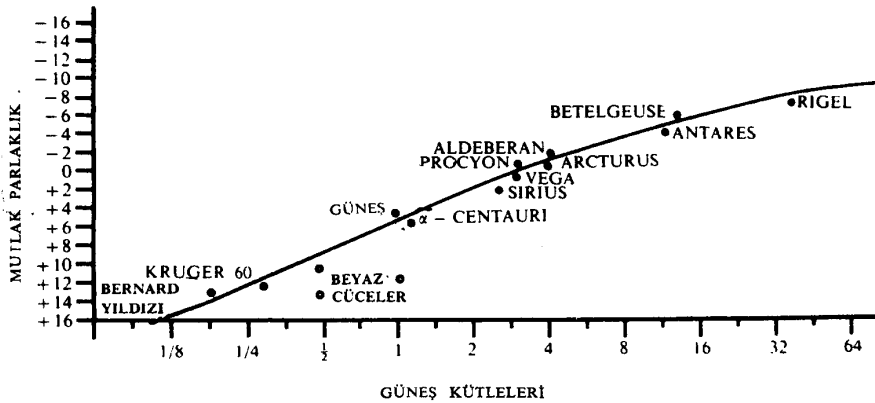
$$7.5 < M_b \rightarrow M_b = 6.76 - 3.80 \log M$$

Burada M , kütedir ve bu iki bağıntı ologandisi yıldızlar için geçerli değildir.

Aşağıdaki iki şekil, kütleleri çok iyi bilinen çift sistemlere ait kütle parlaklık grafiklerini göstermektedir.

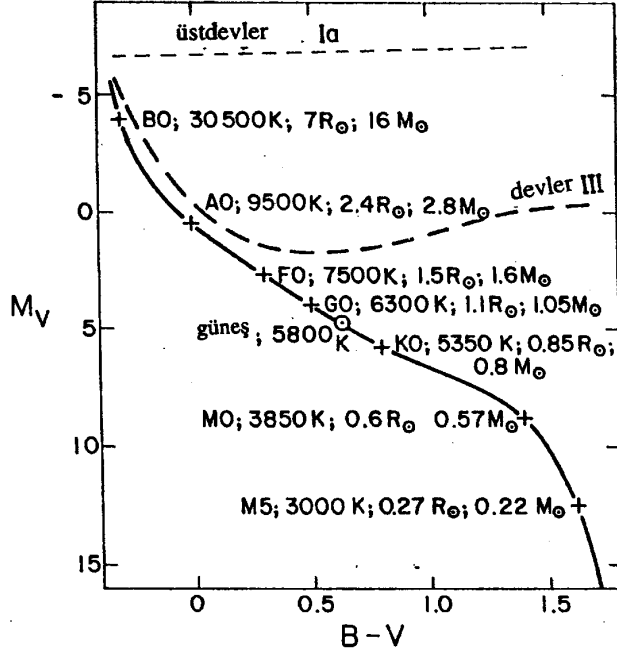


Çift yıldızlardan bulunan kütle parlaklık bağıntısı. Dolu noktalar görsel çy. lar, açık daireler tayfsal çiftler, ayrıca (1), x, (7) çiftleri sırasıyla YY Gem, β Aur, Z Her, U Oph, μ Sco, Y Cyg, V356 Sgr yıldızlarının üyeleridir. KAYNAK-15



Kütle-parlaklık bağıntısı. Yıldız mutlak bolometrik kadiri ve kütlesi ile ilişkilendirilmiştir. Beyaz cüceler sol aşağı köşede gösterilmiştir. KAYNAK-2

Acaba, kütle-parlaklık grafiğini ve bağıntılarını tek yıldızlara uygulayabilir miyiz? Bu yıldızları Renk-parlaklık grafiğinde yerine boyarsak, anakol ile örtüştüğü görülmektedir. Aşağıdaki grafiğe bakınız.



Renk-parlaklık diyagramında koyu çizgi anakolu göstermektedir. Anakolun farklı noktalarındaki yıldızların kütle, yarıçap ve etkin sıcaklıkları verilmiştir. Kesikli çizgi devkolunu, kesikli ince çizgi de Ia ışıması sınıfı dediğimiz en parlak üst devlerin yaklaşık konumunu göstermektedir. KAYNAK: 8

Tek yıldızların çoğları, çift yıldızların çoğları ile uyumaktadır. O halde diğer fiziksel özellikleride aynı olmalıdır. Özellikle kütlelerde birbirlerine yakın olmalıdır. Bununla birlikte, kütle-parlaklık grafiği ve bağıntıları tek yıldızların kütlelerinin bulunmasında kullanılabilir. Ancak bazı istisnalar vardır. Bunlar: Beyaz cüceler, bu grafiğe uymazlar. Çünkü kütleleriyle parlaklıkları arasında bir uyum yoktur ve yoğunlukları çok fazladır (10^5 gr/cm^3 gibi). Yine üst devler, kırmızı devler, Cepheid değişenlerine (HR-diyagramı konusuna bakınız) de uygulanamazlar.

Sadece anakol yıldızlarına yani HR de \bar{V} , olan ve şeritlerdeki Hidrojen yakma dönemi yaşamayan yıldızlara uygulanabilir.

YILDIZLARIN TAYFSAL SINIFLANDIRILMASI?

Yıldızların genel olarak sınıflandırılma tarihçesini şu şekilde sıralayabiliriz:

- 1) Fraunhofer'in çalışmaları
 - 2) Secchi'nin kaba sınıflaması
 - 3) Harvard sınıflaması
 - 4) Yerkes veya MKK sınıflaması
 - 5) Paris yada Balmer kesliğine göre sınıflama
- Şimdi bunlara kısaca gözatalım.

1) FRAUNHOFER'İN ÇALIŞMALARI:

1815 yılında Fraunhofer güneşin sürekli tayfını ve bu tayfı kesen siyah çizgileri inceledi. Fotoğraf plağının olmadığı o yıllarda gördüğü çizgileri, eliyle kağıda aktardı. Böylece güneşte 500 civarında çizgi tespit etti. Burada bazı yıldızlarda da tayfını çizdi. Fraunhofer'in o zaman bulduğu bu tayf çizgileri, yıldızların ileriki yıllarda sınıflandırılmalarında büyük rol oynadı ve bu çizgilere "Fraunhofer Çizgileri" denildi. Bulduğu çizgilere birer harf vererek, dalga boylarına göre belirledi. Onun yaptığı bu düzenleme aşağıdaki gibidir:

<u>ISIMLENDİRME</u>	<u>DALGA BOYU (λ) Å</u>	<u>KAYNAK</u>
A	7594	Oksijen (Yer atmof.)
α	7165	Subütanı (Yer atm.)
B	6867	Oksijen (Yer atm.)
C	6563	H α (Balmer)
D	5890/5896	He I (nötral Helyum)
E	5270	Fe I
b	5167/5173/5184	Mg I
F	4861	H β (Balmer serisi)
d*	4384	Fe I
G	4300	CH Bandı
g*	4227	Ca I

devam

h^*	4102	H γ (Balmer serisi)
H	3968	Ca II
K*	3984	Ca II

Fraunhofer bulduğu bu dalga boylarının hangi elementlere ait olduğunu tespit etmeye çalıştı. Bazılarının kaynağını belirleyemedi. Ancak BOHR atom modelinin ortaya konulmasından sonra çizgiler tanımlanmaya başladı. (Not; Fizik derslerinde Bohr atom modeline bakınız.)

2) SECCHI'NİN KABA SINIFLAMASI?

1868 yılında Father Secchi, Norman Lockyer ve H.C. Vogel, yıldızları görünen parlaklıklarına göre sınıflandırmaya çalıştılar. Yıldızları renklerine göre 4 gruba ayırdılar, ayrıca bu grupları tayf çizgilerine göre kabaca sınıfladılar. Secchi'nin sınıflaması şu şekildedir:

Tip I : Mavi-Beyaz yıldızlar. Özelliği tayflarda metal çizgileri çok az, yada yok.

Tip II : Sarı Yıldızlar. Özelliği metal çizgileri çok.

Tip III : Turuncu Yıldızlar. Özellikleri - Geniş molekül bandları var. Bu bandlar uzun dalga boyuna doğru (Kırmızıya doğru) gittikçe yok oluyorlar.

Tip IV : Kırmızı Yıldızlar. Özellikleri, Geniş molekül bandları var. Bu bandlar morlara doğru sönükleşiyorlar.

Bu sınıflamaya "ilk yapılan Kaba Yıldız Sınıflaması" denilebilir, Secchi, bu sınıflamayı yaparken tayflarda gördüğü parlak çizgili yıldızları da Tip V. adı altında listesine eklemiştir. Secchi'nin gözlediği Geniş Molekül Bandlarının ne oldukları 1904'lü yıllarda anlaşılmıştır.

Secchi'nin yaptığı sınıflama tamamen deneysel bir sınıflama değildir. Ancak yıldızların sürekli tayfları (renkleri) ile çizgi tayfları arasında bir bağlantıyı gösterdiğinden önemlidir.

3) HARVARD SINIFLAMASI :

Fotoğraf plağının tayf elde edilmesinde kullanılmaya başlamasıyla binlerce yıldızın tayfı alındı. Bu işlem 1885 yılında Harvard Gözleminde başladı ve 1924 yılında tamamlandı. Ancak bugün "Harvard Sınıflaması" denilen sınıflamaya bazı aşamalar geçirilerek ulaşıldı.

Önce Secchi'nin 5 grublu sınıflamasının yetersiz olduğuna ve ek 7 sınıflama daha ilave edilmesine karar verildi. Çünkü Secchi'nin sınıflamasındaki grupların birbirine geçişlerinde (yani bir gruptan diğer gruba geçişte) sürekli tayfın ve çizgi tayfının yavaş yavaş değiştiği görüldü. Bu çalışmaları E.C. Pickering başlattı. Rosethane Müdürü Henry Draper'in maddi desteği, Antonia Maury, Annie Cannon ve W.P. Fleming'in büyük yardımlarıyla yeni bir yıldız sınıflaması oluşturdular. 1890 da bu yıldız sınıflamasına dayanan katalogu yayınladılar. Kullandıkları sınıflamaya da "Draper Sınıflaması" dediler. Aslında bu Secchi'nin sınıflamasının alt sınıflamalara bölünmesinden başka bir şey değildi. Bu sınıflamayı aşağıdaki gibi özetleyebiliriz.

Tablo: DRAPER SINIFLAMASI

<u>Secchi</u>	<u>Draper</u>
Tip I →	A → Hidrojen çizgileri kuvvetli
	B → H çizgileri kuvvetli + ek çizgiler var
	C → H çizgileri çok kuvvetli
	D → Emisyon çizgileri var
Tip II →	E → Fraunhofer'in H _ε ve H _β çizgileri var,
	F → Bütün H çizgileri var

(diğer sayfa devam)

(Tabloya devam)

SecchiDraper

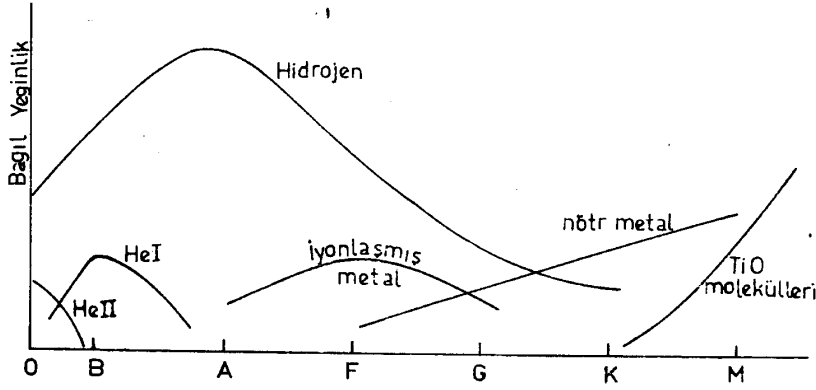
		G → F gibi çizgiler + ek çizgiler var
		H → G'ye benziyor. Ama çizgi siddetleri farklı
		I → H'ye benziyor + yeni çizgiler var
		K → Tayfda BANO çizgileri var.
		L → K'ya çok benziyor. Bazı farklar var
Tip III →		M → Geniş molekül bantları var
Tip IV →		N
Tip V →		Emisyon çizgisi olan yıldızlar
		(Bunlara ek olarak Pickering yeni ilaveler yaptı)
		O → Parlak çizgili yıldızlar.
		P → Planetimsi nebulalar
		Q → Nova ve sınıflandırılmayan nesnelere

Ancak, Draper sınıflandırmasında sınıfların sayısı çok fazlaydı, ve Secchi'nin sınıflandırmasını da iyice parçalamıştı. Bununla birlikte, bu harfsetel sınıflandırmaları, bazı tayf çizgilerinin özelliklerine göre yeniden düzenlediler, bazı sınıflar ortadan kalktı ve harf sayısı azaltıldı.

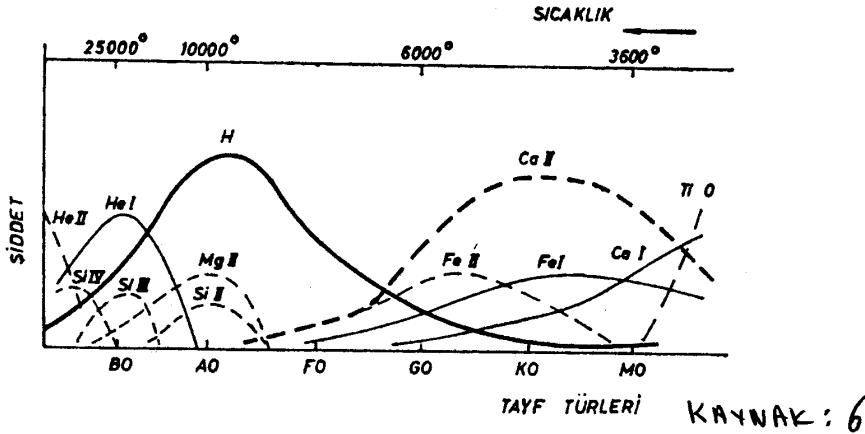
1901 yılında O B A F G K M diye harflendirilen HARVARD SINIFLAMASI doğdu. Böyle bir sınıflandırma yıldızların neredeyse %99'unu temsil ediyordu. Ancak sınıflar arasındaki geçişleri ve bazı farklılıkları belirlemek için her sınıf 10 alt sınıfa bölündü. Örneğin A sınıfı → A₀, A₁, ... A₉ gibi.

Bu sınıflamada görüldüğü gibi O, B sınıflarında çizgiler kısa dalga boylu (mavi taraf) kısmında kuvvetli. Halbuki A'dan M'ye kadarki kısımda enerji dağılımının büyük kısmı uzun dalga boyundadır.

* O halde, Harvard sınıflamasına "Bir sıcaklık Sınıflaması" diyebiliriz. Yüksek sıcaklıklarda elementler daha çok elektron kaybeder ya da etkilenebilirler. Bu olaylar da sürekli tayfda emisyon veya absorpsiyon çizgilerinin oluşmasına neden olur.



(Şekil : 21. 1)
Çeşitli tayf türlerine ilişkin yaklaşık çizgi yoğunlukları.



TAYF TÜRLERİ KAYNAK : 6

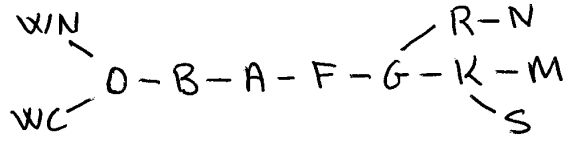
Tayf türlerine göre soğurma çizgilerinin yoğunluk dağılımı (L.N.Aller'e göre).

Yukarıdaki grafiklere bakarak bu sınıflandırmayı

özelliklerine göre yazarsak;

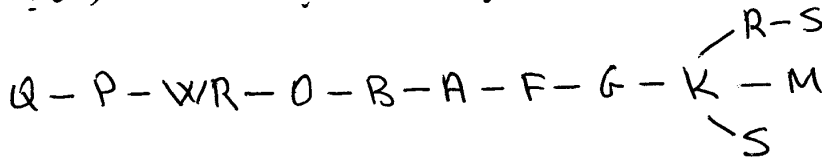
TIP	Anakol T(K)	Özellik
O	28000-50000	HeII emisyon, H'n Balmer çizgileri hakim.
B	9900-28000	HeI var, H çizgileri daha kuvvetli
A	7400-9900	He çizgisi yok. H çok kuvvetli. Çok sayıda ince metal çizgileri var.
F	6000-7400	Metal çizgilerinin sayısı artar. Balmer serisinin şiddeti azalır. CaII'nin H,K çizgileri şiddetlenir.
G	4900-6000	CaII ve metal çizgileri devam ediyor. Bazı molekül bantları görülmeye başlar.
K	3500-4900	CaII'nin H,K'si hakim. Balmer serisi çok zayıf. sürekli koyun mor bacağı gözüküyor. (Çok sayıda ab-sorbsiyon çizgisi ve molekül bantlarından dolayı)
M	2000-3500	TiO bantları var, TiO ve karbonlu band çizgileri görülüyor.

Bu sınıflama ömedende söylendiği gibi yıldızların %99'unu temsil eder. Ancak %1'lik kısım ise oldukça önemli farklılıklar gösterir. Bu nedenle, bu yedili sınıflamaya bazı ilaveler yapılmıştır.



W, Wolf-Rayet yıldızlarını göstermektedir. Bu yıldızlar O yıldızlarından daha sıcak, kuvvetli bir sürekli tayfları vardır ve özellikle O, C ve N elementlerinin II, III, IV iyonlaşma emisyon çizgilerini gösterirler. Ancak bu W sınıfının bir kısmında C çizgileri varken N çizgileri yok yada çok zayıftır. Aynı şekilde diğer grupta N çizgileri varken karbon çizgileri yoktur.

Uzun dalga boyu kısmına yeni R, N, S türü sınıflar ilave edilmiştir. Bunlar genelde K ve M sınıflarına benzemelerine rağmen bazı molekül bandlarındaki bollukların fazlalığından dolayı ilave edilmiştir. R ve N türleri CO ve CN bandları içerirler. Bu nedenle bu yıldızlara "Karbon Yıldızları" da denir. S türü ise özellikle ZrO bandlarına sahiptir. Ayrıca CaII, CaI, BaII çizgileri de gösterirler. Daha sonraları yeniden bir düzenleme yapılarak şu sekte dönüştürülmüştür.



Burada Q → novalardır, bunların tayfları zamanla değişim gösterir. P → Çeşgenimsi bulutsuları göstermektedir. Emisyon çizgileri vardır. Bu ANA SINIFLAMA kendi arasında 3 grupta özetlenebilir:

Ön Gruplar → Q dan F₀ kadar

Orta Gruplar → F₀ dan G5 e kadar

Geri Gruplar → G5 den sonrakiler.

Ancak büyük harflerle gösterilen ana gruplar ve O-G arası rakamlarla gösterilen ara gruplar tam olarak tayf çizgilerinin özelliklerini belirlemede yeterli olmadığından, ana grupların önlerme ve arkalarına bazı ekler konulmuştur.

Bunlar; ÖNEKLER:

a → Normal çizgi

b → Geniş çizgi

c → Keskin absorpsiyon çizgili ve mutlak parlaklıkları yüksek.
(Bunların üst dev oldukları sonradan anlaşıldı) & Cyg → cA2

d → Mutlak parlaklıkları yüksek, (dev yıldızlar)

sd → alt cüce

w-wd-D → Beyaz cüceler.

ARKA EKLER:

n → çizgileri geniş ve yaygın. Genelde ön tayf türünde

nn → çok yaygın çizgi

s → çizgiler keskin. Öntayf türünde görülür, genelde B ve A türü

e → Beklenmeyen emisyon çizgisi. Q, P, W gruplarında kullanılmazlar. Genelde O ve B tayf türünde H'nin Balmer çizgileri için.

em → metal emisyon çizgisi

er → tersine çevrilmiş emisyon çizgisi.

ep → özel (peculiar) çizgi

p → Tayfta ayrı bir özellik var, demektir.

eq → P Cyg profilli çizgi

f → He ve N emisyon çizgisi gösteriyor.

k → Yıldızlararası ortama alt çizgi (Ca II'nin H ve K çizgisi gibi)

v → tayfta çizgilerin yer değiştirdiği gösterir.

m → kuvvetli metal absorpsiyonu

vrk → zayıf çizgi

ev → değişen emisyon çizgisi var

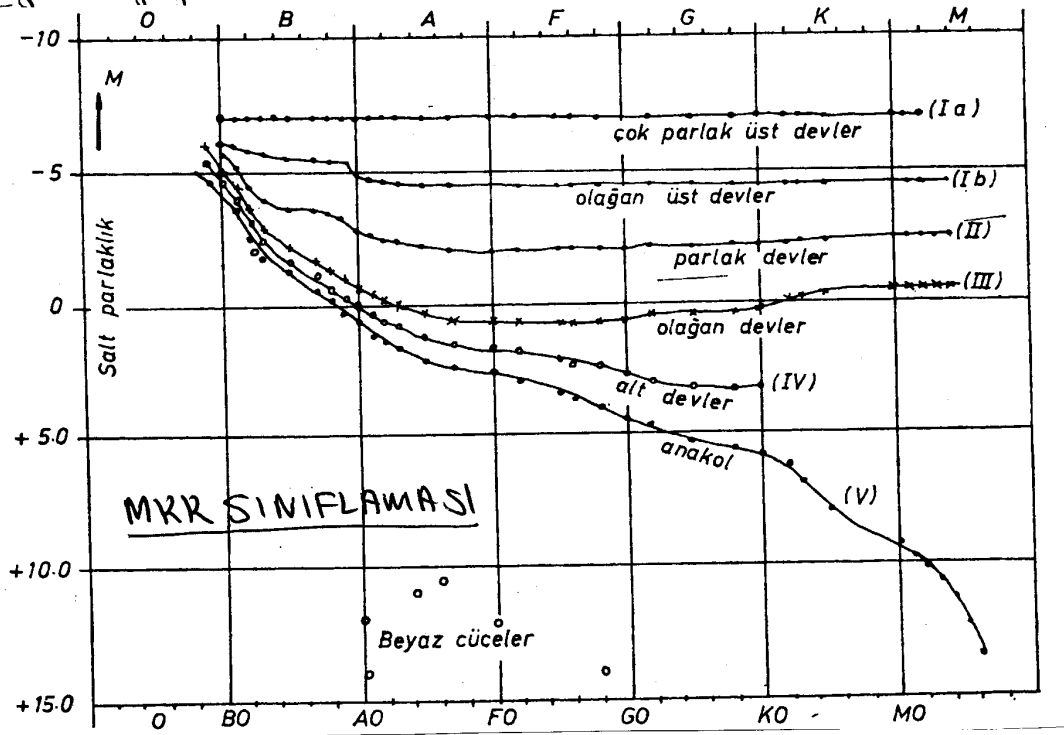
! → Tanımsız çizgi var.

Harvard sınıflaması "TEK BOYUTLU" bir sınıflama değildir. Yıldızlarındış görünüşleri ve tayfsal özelliklerine göre yapılmıştır. Bu sınıflamayı HR diyagramınının x eksenini olarak alırsak, bu sınıflama bir "RENK ve SICAKLIK" sırası olarak düşünülebilir.

4) YERKES veya MKK SINIFLAMASI?

SAYFA: 38

Yıldızları sadece parlaklıklarına veya ısıma güçlerine göre de gruplayabiliriz. Morgan, Keenan ve Kellman yıldızları sadece parlaklıklarına göre sıralayarak, bunu tayf sel sınıflama ile birleştirilerek, İKİ BOYUTLU BİR SINIFLAMA oluşturdular. Buna MKK SINIFLAMASI denir. MKK sınıflaması bir yerde yıldızların ÇAPLARINA göre yapılan bir sınıflamadır.



Aynı tayf türündeki yıldızların (aynı sıcaklık grubunda) tayflarının bazı belirgin özellikleri vardır. Temelde büyük çaplı yıldızların atmosferlerinde basınç çok düşüktür. Ancak cüce yıldızlarda ise basınç yüksektir. Bu basınç farkı tayfda önemli değişimlere neden olur. Basınç arttıkça çizgiler genişler. O halde MKK sınıflamasına bir yerde temel parametreleri sıcaklık (T) ve basınç (P) olan bir sınıflama diyebiliriz. MKK'nın parlaklık sınıflaması romen rakamları ile gösterilir. (İstediği şekle bakınız.)

Ia → Parlak üst devler

IV → Alt devler

Ib → Sönük üst devler

V → Normal cüceler, anakol yıldızları

II → Parlak devler

VI → Alt devler

III → Normal devler.

D-Wd → Beyaz cüceler

5) PARIS SINIFLAMASI - BALMER DÜŞMESİ SINIFLAMASI

Şu ana kadar yıldızları, tayf türü (dolaylı olarak T_e sıcaklığına göre) ile aydınlatma güçlerine göre (Mutlak parlaklığına göre) sınıflandırdık ve bunları iki boyutlu sınıflamalar olarak adlandırdık. Ancak yıldızların tayflarında görülen Hidrojen Balmer kesisi (düşmesi) olarak adlandırılan bir olay, yeni bir sınıflamanın doğmasına neden oldu. Konuyu anlayabilmek açısından önce hidrojen tayfı sonrada Balmer düşmesi üzerinde kısa ve öz bir bilgiye sahip olalım.

5a) HİDROJEN TAYFI

Hidrojen bir proton ve bir elektrondan oluşan ve yıldızların enerji üretiminde kullandıkları en bol olan elementtir. Ancak yıldız atmosferlerinde sıcaklığa bağlı olarak elektron çekirdek etrafında farklı yörüngelerde dolar. Bir alt yörüngeye veya birkaç alt yörüngeye indiğinde, yörünge farkına ait bazı bilgiler içeren foton yayınlar. Yani bir emisyon olayıdır. Terside absorpsiyon olarak adlandırılır. Bu bilgiler, kendini hidrojen tayfında çizgi olarak gösterir. (Sayfa 40 ve 41 dikkatlice inceleyiniz)

Sayfa 40'da yörüngeler ve geçişler, sayfa 41 de yörüngelerin sahip olduğu enerji seviyeleri görülmektedir. Yayınlanan veya absorbe edilen enerji, yörünge seviyelerinin enerjilerinin farkı kadardır. Buda fotonun enerjisidir. Bu enerji $h\nu$ olduğundan salınan veya absorbe edilen ışınım frekansı, yörünge seviyeleri ile bağlıdır ve bunun formülü;

$$\nu = \frac{2\pi^2 m \cdot e^4}{h^3} \left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right) \text{ dir,}$$

Burada n , seviyeleri göstermektedir.

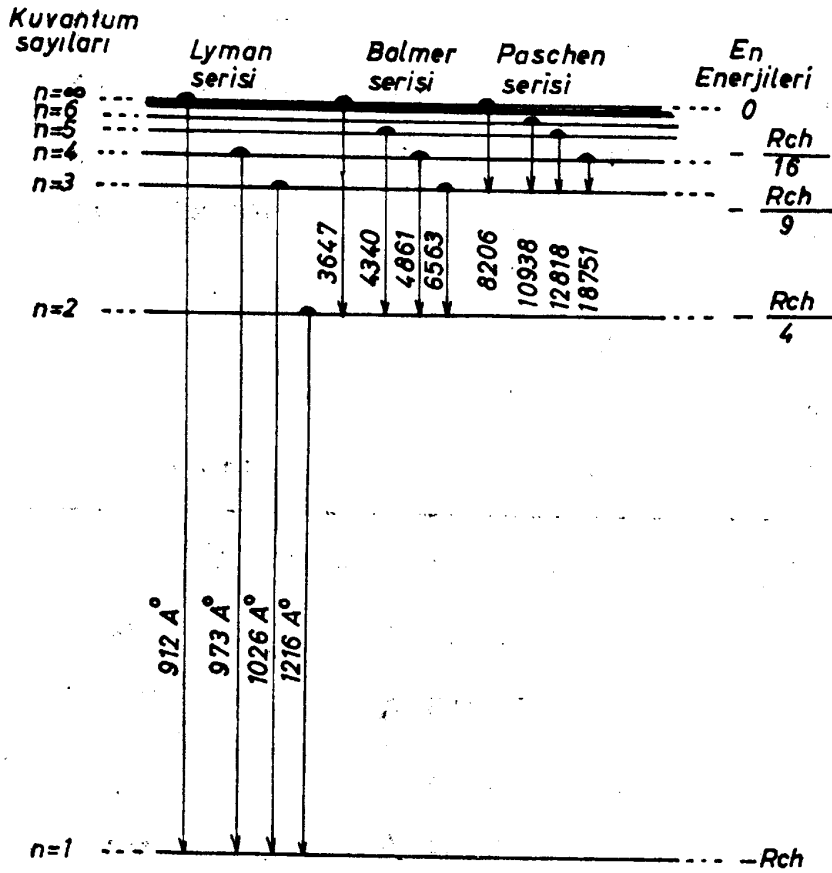
Grafik ve şekillere baktığımızda Balmer serisinin 6562 \AA de (serinin ilk çizgisi) başladığını, çizgilerin gittikçe sıklaşarak 3600 \AA civarında işi se geçtiklerini (serinin n . çizgisi) ve ayırt edilemez duruma geldikleri görülmektedir. Bununla beraber balmer serisinin $n = \infty$ çizgisinin $3645,48 \text{ \AA}$ de bir limite ulaştığını söyleyebiliriz. Buna Balmer serisinin limiti denir.

HİDROJEN ATOMUNA AİT BAZI BİLGİLER.

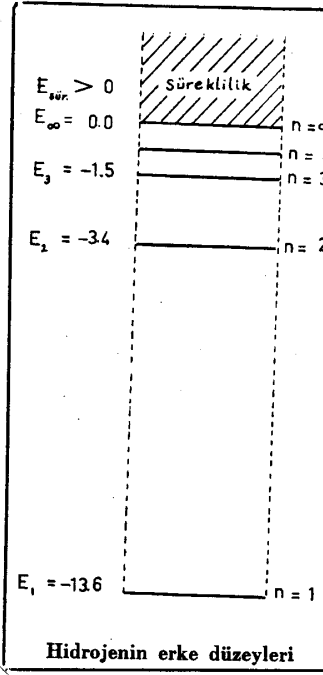
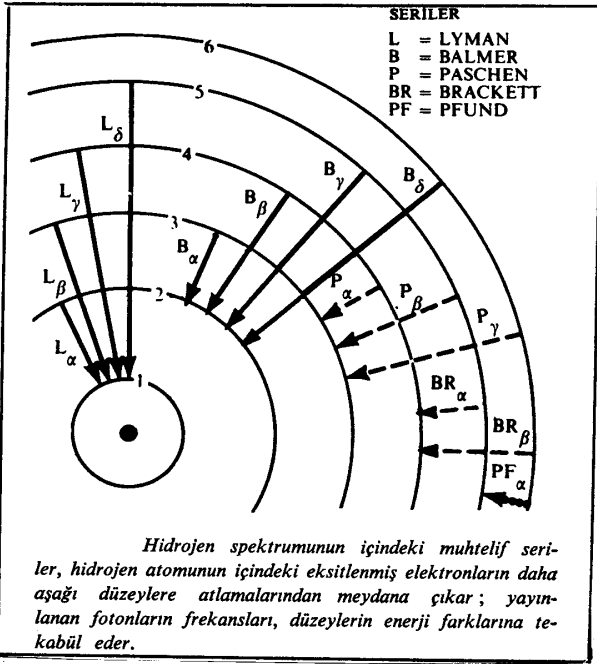
SAYFA: 40

$n_0 = 1$, $n = 2, 3, 4, \dots$	Lyman serisi	} Elektron katmanlarına göre geçişler.
$n_0 = 2$, $n = 3, 4, 5, \dots$	Balmer serisi	
$n_0 = 3$, $n = 4, 5, 6, \dots$	Paschen serisi	
$n_0 = 4$, $n = 5, 6, 7, \dots$	Brackett serisi	
$n_0 = 5$, $n = 6, 7, 8, \dots$	Pfund serisi	

$n = 2$ için	$\lambda = 1215.7 \text{ \AA}$	$L\alpha$ çizgisi	} Lyman serisi ana çizgileri
$n = 3$ için	$\lambda = 1025.8 \text{ \AA}$	$L\beta$ çizgisi	
$n = 4$ için	$\lambda = 972.5 \text{ \AA}$	$L\gamma$ çizgisi	
$n = \infty$ için	$\lambda_0 = 912 \text{ \AA}$	sınır çizgisi	

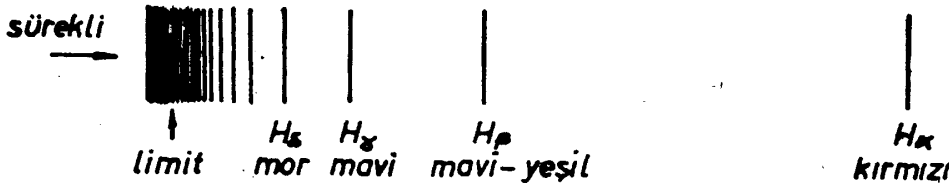


Hidrojen atomunun enerji düzeyleri.



HİDROJENİN BALMER SERİSİ VE He II NİN PICKERING SERİSİ

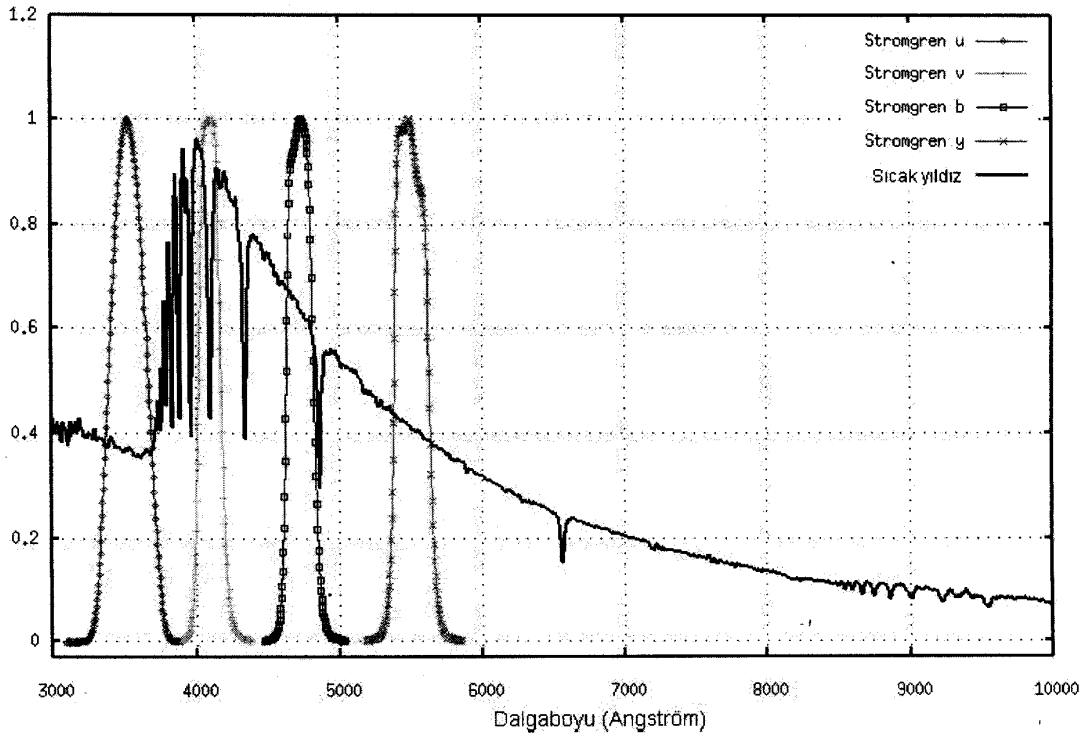
H ($n_0 = 2$)			He II ($n_0 = 4$)			
n	λ	çizgi adı	n	λ	n	λ
3	6562.82	H α	6	6560.10	5	10 123.64
4	4861.33	H β	8	4859.32	7	5 411.52
5	4340.47	H γ	10	4338.67	9	4 541.59
6	4101.74	H δ	12	4100.04	11	4 199.83
7	3970.07	H ϵ	14	3968.43	13	4 025.60
8	3889.05	H ζ	16	3887.44	15	3 923.48
9	3835.39	H η	18	3833.80	17	3 858.07
10	3797.90	H $_{10}$	20	3797.33	19	3 813.50
11	3770.63	H $_{11}$			21	3 781.68
12	3750.15	H $_{12}$				
13	3734.37	H $_{13}$				
∞	3645.98	sınır	∞	3644.47		

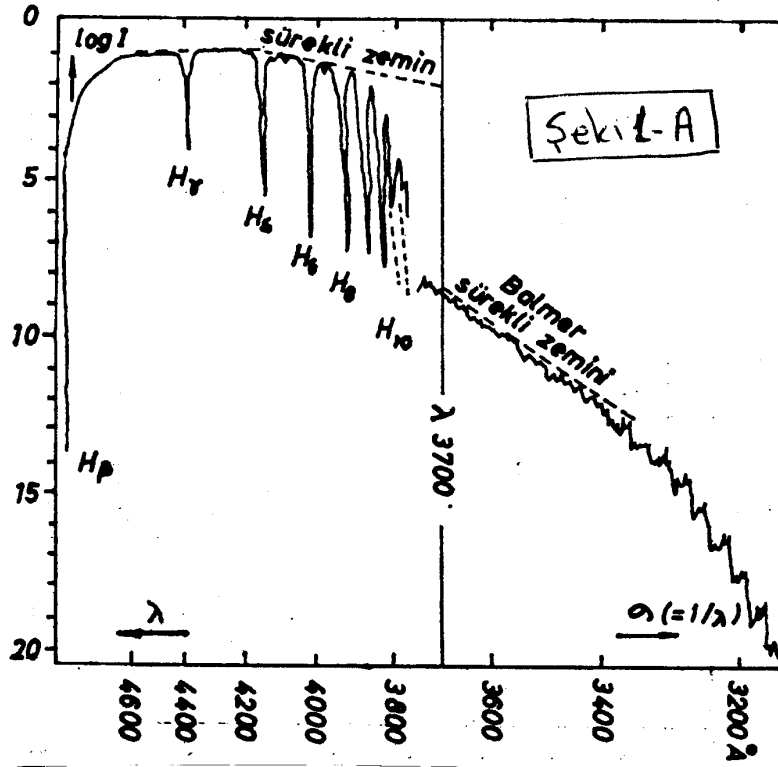


Hidrojen atomunun tayfındaki Balmer çizgileri.

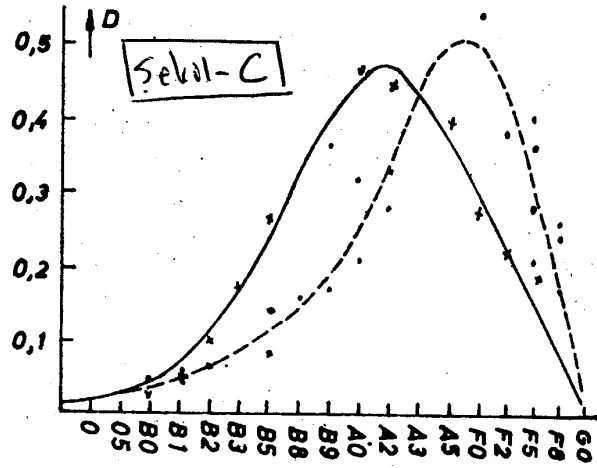
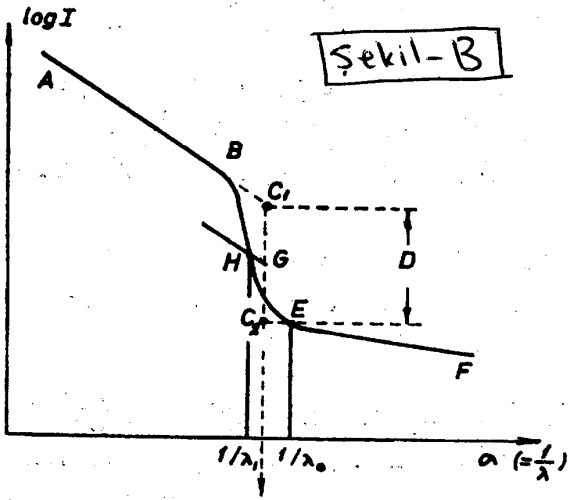
Diğer taraftan cüce yıldızların tayflarındaki Balmer çizgilerinin geniş olması ve sınır (limit) çizgisinin daha uzun dalga boylarına (kırmızı tarafa) kayması dikkat çekmiştir. Başka bir durumda yıldızın sürekli tayfinin, Balmer serisi sınırında ani bir düşme göstermesidir. Bu düşme A tayf türü yıldızlarda neredeyse üç kat bir düşme yapmaktadır. Bu düşmenin büyüklüğü ve yerinin, yıldızların atmosfer koşulları, tayfsal sınıflama ve parlaklık sınıflamasıyla bir ilişkisi olduğunu düşünmektedir. Çünkü bir anabot veya cüce yıldızın atmosfer koşulları ile dev bir yıldızın atmosfer koşulları birbirinden çok farklıdır. Cücelerde basınç ve yoğunluk yüksektir. Balmer düşmesi atmosferlerdeki elektron basıncı (P_e)'na çok hassastır. O halde balmer düşmesi, yıldızları sınıflandırmada bir parametre olarak kullanılabilir.

Şimdi sadece balmer çizgilerinin oluşturduğu bir tayfa edeklanalım. Aşağıdaki şekilde tipik bir balmer düşmesi gösteren tayf ve Stromgren'in u, b, v, z filtrelerinin duyarlılık analizi görülmektedir. (Şekil, Prof. Dr. Ethem Derman'ın ders notlarından alınmıştır.)





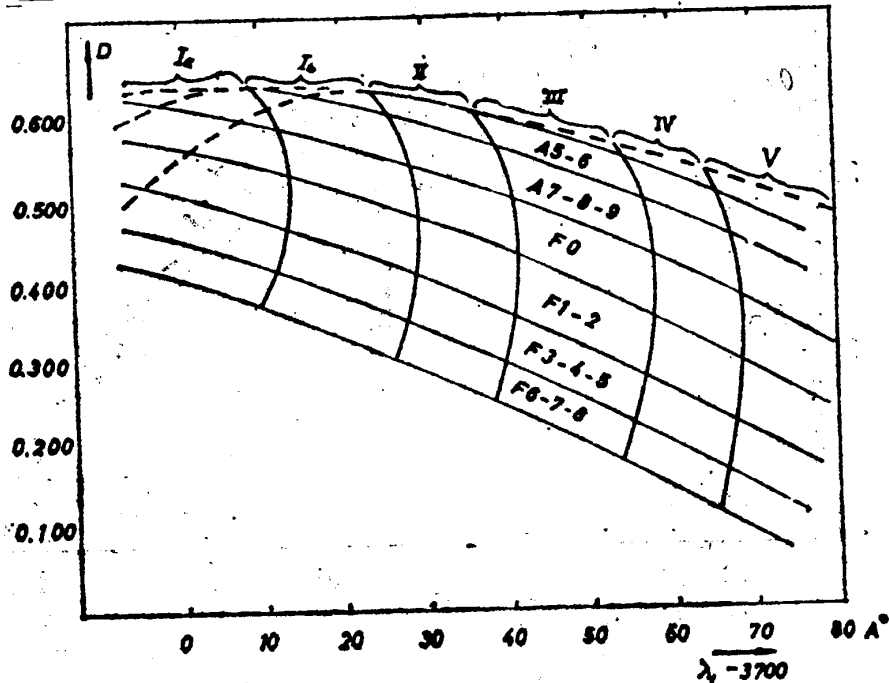
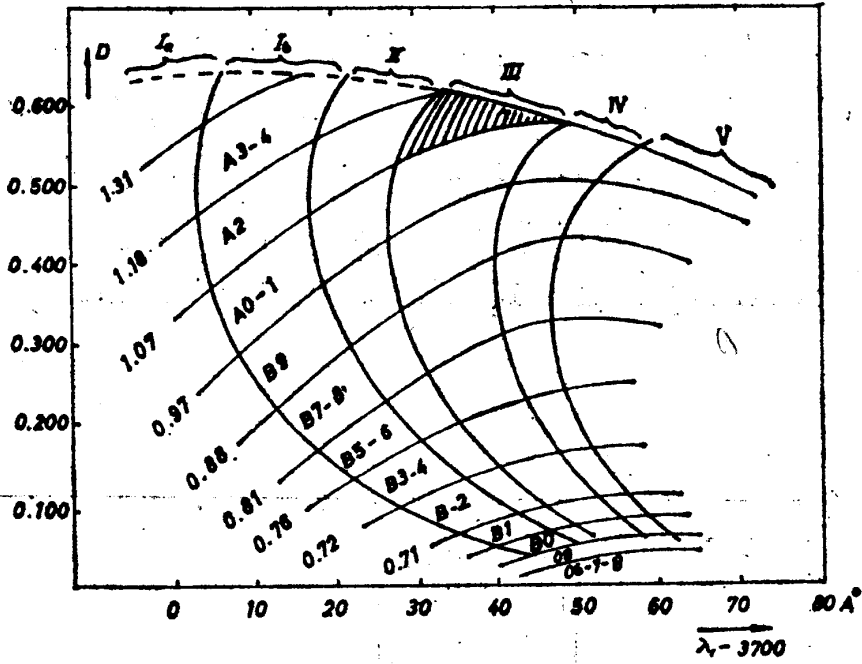
Şekiller,
Kaynak 6
alındı.



Sembolik olan yukarıdaki şekilleri inceledim. Şekil-B'de ki eğri, sürekli tayfı gösterir. B ve E noktaları arasında sürekli tayfda hızlı bir düşme görülmektedir, düşme miktarıda D kadardır. Düşmenin orta noktası G ve ona karşılık gelen dalga boyudur. (Burada $(1/\lambda_1)$ tersi).

Ohalde tayf türleri çis bilinen yıldızların D düşme miktarına göre grafikleri çizilirse (Şekil-C) iki eğri elde edilir. Şekil-C de düzensiz anabol yıldızlarını, keskin çizgi ise üst devleri göstermektedir. Bu keskin ayırım, D parametresinin yıldız sınıflandırılmasında kullanılabilirliğinin bir kanıtıdır.

Elimizde sayfa türü, ışık şiddeti (L veya M parlaklığı), dalga boyu ve D düşme parametresi mevcuttur. İki boyutlu sınıflamadan elimizde bir grafik zaten mevcut (Harvard Sınıflaması ve MKK sınıflaması). O halde eksenleri D ve λ (veya $1/\lambda$) dalga boyu olan iki boyutlu bir grafik içersine MKK grafiğinin yerleştirilmesi gerekmektedir. MKK sınıflamasında yapılan ayarlamalardan sonra ortaya çıkan yapı; $(D, 1/\lambda)$ grafiğinde yerine konulursa,



O6-A4 ve A5-F8 tayf türleri arasında geçerli olmak üzere iki grafik elde edilir. (Bakınız bir önceki sayfa)

Bu grafiklere kısaca, Paris Sınıflaması yada Balmer kestajine göre sınıflama denir. Bu sınıflama sayesinde özellikle O-G tayf türleri arasındaki yıldızların sıcaklıkları daha kesin olarak tayin edilir.

Bu sınıflamada G'den sonraki tayf türlerine alt bilgi yoktur. Çünkü yıldız atmosferindeki sıcaklıklar çok düşmüştür. Ekzimeriyon veya iyonizasyon Balmer çizgileri oluşturamamaktadır. Aynı şekilde O'dan daha önceki tayf türlerinde ise sıcaklık çok yüksektir. Hidrojen tamamen iyonlaşmıştır. Balmer çizgilerinin oluşma şansı yoktur.

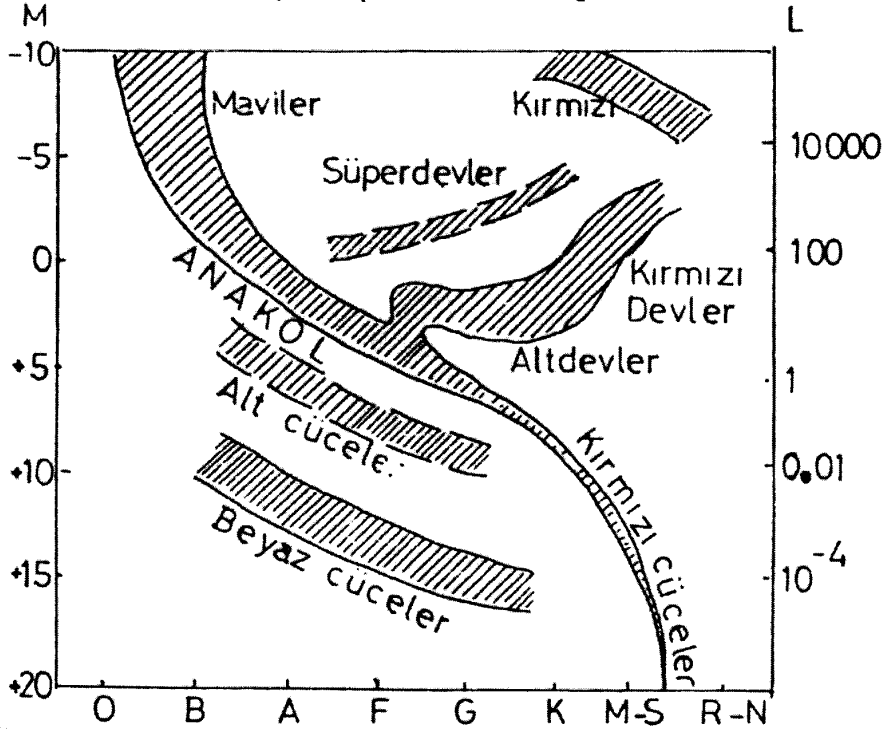
HR DİYAGRAMI:

Bir atomun tayfı, onun imzasıdır, bir yerde gen haritası gibi düşünülebilir. Ancak yıldızların tayfları, bir yıldızın özelliklerini tamamen vermez. Aynı tayf türünden iki yıldız, fiziksel ve kimyasal yapıları bakımından farklılıklar gösterebilir.

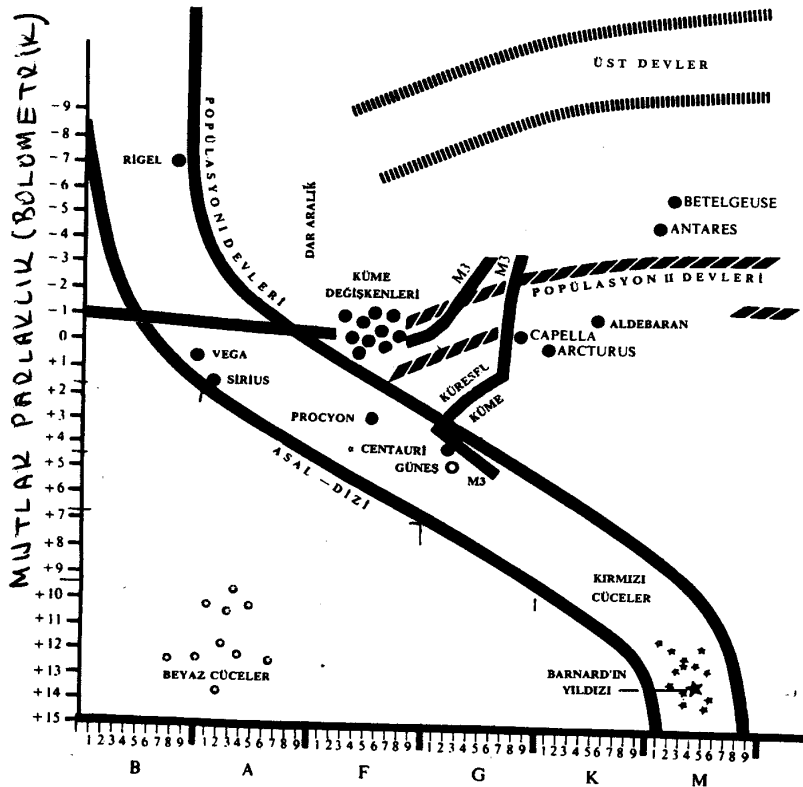
Tayf sınıflaması bir sıcaklık sınıflamasıdır ve bu sıcaklık belli bir optik derinliğe karşılık gelen yıldız yüzeyinin sıcaklığıdır. Bir de yıldızın ısıtım gücü ve yarıçap büyüklüğü vardır. Aynı tayf türünden iki yıldız hem ısıtım gücü hem de yarıçap olarak birbirlerinden oldukça farklı yapıda olabilirler.

1911'li yıllarda bir fotoğrafçı olan Ejnar Hertzsprung yıldızların tayf türleri, parlaklıkları ve öz hareketleri ile ilgileniyordu, ve bu parametreler arasında bir ilişki arıyordu. Araştırmasında geç tayf türlerine doğru gidildikçe yıldızların parlaklık bakımından iki gruba ayrıldığını fark etti ve onlara DEV ve CÜCE YILDIZLAR dedi. Bu gruplamayı 12 cüce ve 7 dev yıldız ile gerçekleştirdi. Aynı yıllarda Cambridge Üniversitesinde, H.N. Russell'de yıldızların sıcaklık ölçeğinin tespiti ile uğraşıyordu. 50 kadar yıldızın sıcaklık ölçeğini buldu, ve onları tayf

türleri ve mutlak parlaklıkları arasında çizilen bir grafiğe yerleştirdi. Bu iki araştırmacı bir araya gelerek elde ettikleri 300 yıldızı bir grafiğe yerleştirdiklerinde yıldızların çoğunun "anakol" denilen bir eğik çizgi boyunca, diğerlerinin ise mutlak parlaklığı 0^m kadar olan yatay bir kol boyunca dizildiklerini fark ettiler.



Şekil-HR1

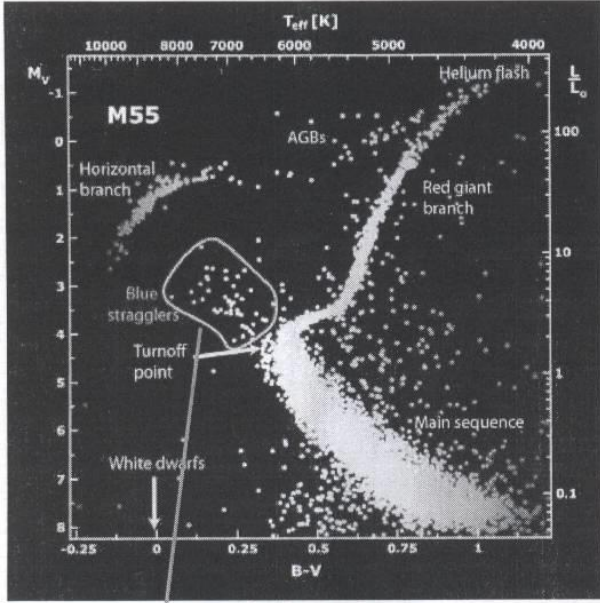


Şekil-HR2

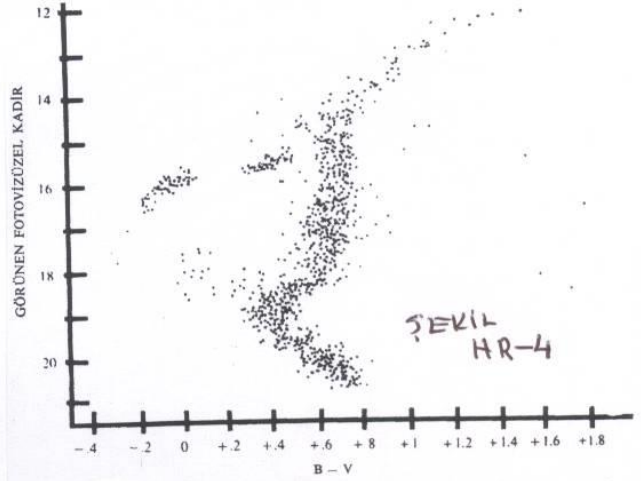
Muhtelif tip yıldızlara ait bileşik H-R diyagramı şeması. M3 küresel yıldız kümesine ait diyagram da gösterilmiştir.

Bu gün, onların çizdiği grafiğe (Şekil-HR1 ve Şekil-HR2) biz "HR DİYAGRAMI" diyoruz. Bu diyogram tayf-parlaklık, renk-parlaklık diyogramları olarak da adlandırılmaktadır.

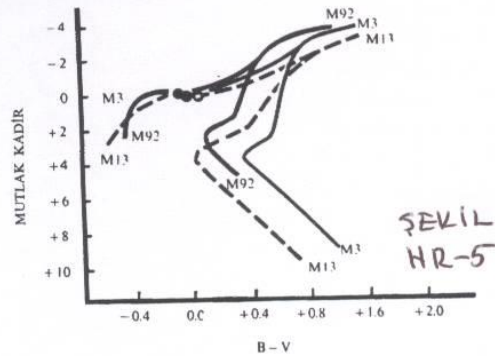
Astronomide çok önemli bir yer teşkil eden bu diyogram yıldızların evrimi, yaşları ve birçok parametreleri hakkında çok değerli bilgiler vermektedir.



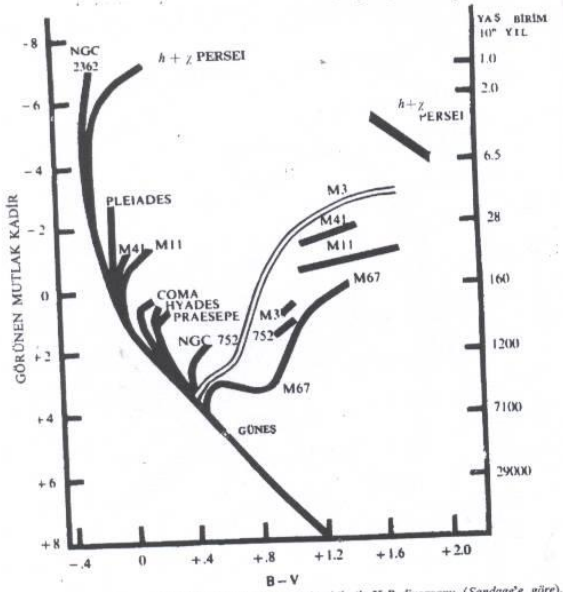
Şekil-HR-3



M3 küresel kümesine ait etraflı bir H-R diyogramı. (H. L. Johnson ve A. R. Sandage. Astrophysical Journal CXXIV (1956), 379. © 1956, Chicago Üniversitesi).



RR Lyrae boşluklarının birbirine uydurulduğu, bir kaç küresel kümeye ait, şematik H-R diyogramı.

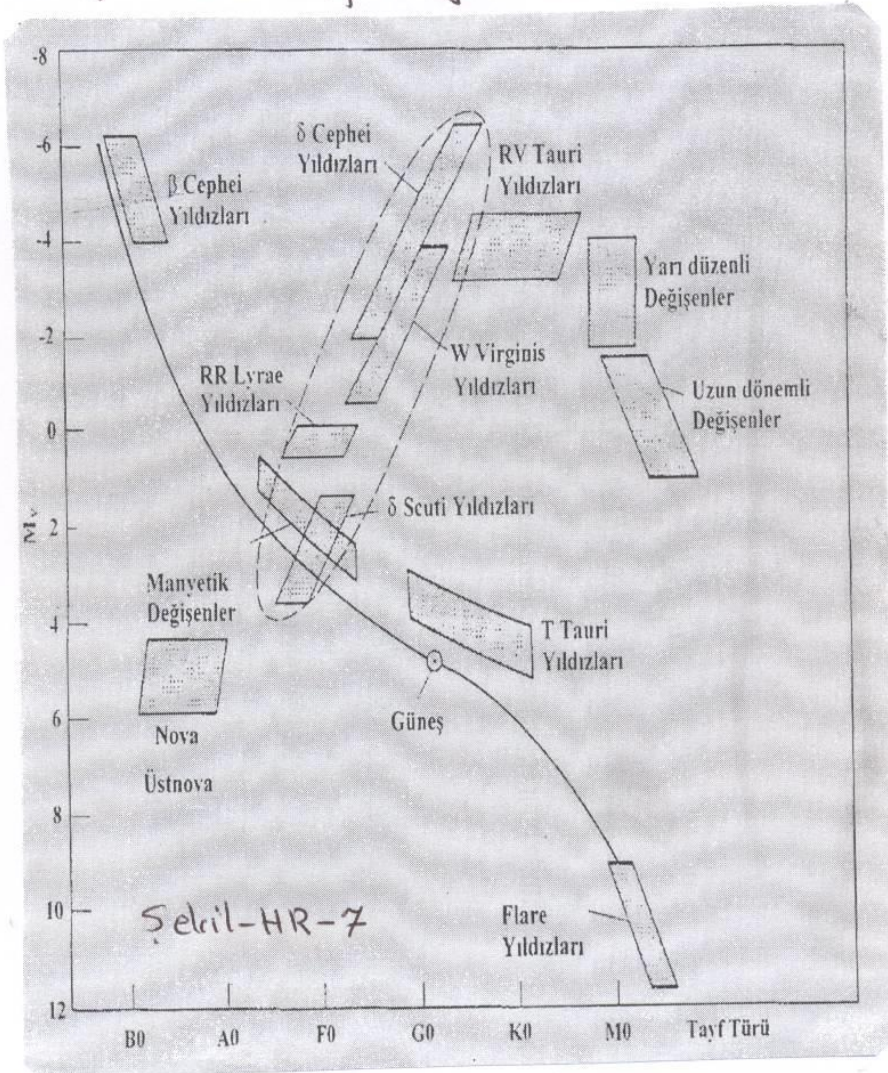


Muhtelif açık kümelere ait bir bileşik H-R diyogramı (Sandage'e göre).

Şekil-HR-6

Bu şekiller, farklı amaçlar için hazırlanmış, farklı yıldız topluluklarına ait HR diyogramlarıdır.

Şekillere dikkatlice bakıldığında yıldızların bulunduğu yerleri belirleyen bölgelerin bir çizgi değil, bir band şeklinde olduğu, bu bantlar arasında çok belirgin boşluklar olduğu görülmektedir. Bunun başlıca iki nedeni vardır. Birincisi ölçümlerden kaynaklanan hatalar, ikincisi ise seçim etkisidir. İnsanlar gökyüzüne baktıklarında dikhatlerini hep parlak ve renkli olanlara yönlendirirler. Başka bir neden ise, HR diyagramının yıldızların evrimini göstermesidir. Tüm yıldızlar aynı yaşta olmadıklarından HR diyagramlarında kendilerine ait olan bölgelerde dağılmaya neden olurlar.



Şekil-HR-7, Değişen ve belirgin özellikler gösteren yıldızlara ait bir HR diyagramıdır.

HR DİYAGRAMININ KISA ÖZETİ:

- HR diyagramında X eksenini sıcaklık ve ona bağlı parametreleri (T_e , (B-V), tayftürü), Y eksenini ise ışınım gücüne bağlı parametreleri (L, M parlaklığı, yaş vs) temsil eder.

- Bir yıldızın MKK sınıflamasında (Dev, cüce vs.) yeri belirlenebilirse, tayfı da iyi belirlenmiş ise Mutlak parlaklığından (m, görsel parlaklık biliniyor) yıldızın uzaklığı tespit edilebilir. (RR Lyr, sefeid değişenlerini hatırlayın). HR den bulunan uzaklığa "tayfsal paralaks" denir.

- Yıldızların sıcaklık-tayf türü bağlantıları kurulabilir, Bolometrik ışınım gücü ve tayfı ile elektron basıncı (P_e) bulunabilir.

- Bolometrik ışınım gücü ve etkin sıcaklıklarından yıldızların yarıçapları bulunabilir. Yıldızların çapları, tayf görünümleri ile yakın ilişkilidir. Anormal yıldızlar olmaması durumunda iki yıldızın tayfları benzer ise aynı fiziksel özelliklere ve kimyasal yapıya sahiptir denebilir.

- Kütle, uzaklık, periyod, evrim yollarının tespitinde çok faydalıdır.

HR diyagramı, samanyolumuzdaki ve diğer galaksilerdeki yıldızlar için genel bir bilgi kaynağı ve yol göstericidir. Bu nedenle yıldızların keskin (çok belirgin) özelliklerine göre farklı HR diyagramları yapılmaktadır.

Örneğin, sıcak kümelerin, küresel kümelerin, novaların, üst devlerin, anakola gelmekte olan soğuk yıldızimsuların, tüm cüce yıldız türlerinin, bünyesel değişen yıldızların HR diyagramları sayesinde yaşam döngüleri incelenebilmektedir.

Bölgelere X ve Y eksenlerine yerleştirilen farklı parametreler sayesinde yeni bozuntular, kabuller, varsayımlar ortaya konulmaktadır.

SONUÇ OLARAK, HR DİYAGRAMI VE TÜREVLERİ, BİR ASTRONOMUN İYİ OKUMASI GEREKEN TEK SAYFALIK EN ÖNEMLİ KİTAP BİDİR.

YILDIZLARDA TAYF ÇİZGİLERİ:

SAYFA: 50

Bir yıldız ışığı, yıldızdan gelen ışığın karakteristik özelliklerini yansıtır. Geldiği bölgenin kimyasal yapısı, sıcaklığı, yoğunluğu, basıncı ve manyetik alanı hakkında bilgiler verir. Tayf, yıldızdan gelen ışığın bir prizma ile ayırılarak, daha geniş dalga boylarına bölünmesinden (yayılmasından) başka bir şey değildir. (Gök kuşağı renkleri gibi).

Tayftaki çizgilerin oluşması için bazı şartlar vardır. Bu şartlara "KIRCHOFF KANUNLARI" denir. Bunlar:

1) Sıcak katı, sıvı veya yüksek basınç altındaki gaz "SÜREKLİ TAYF" verir. Bu ortam bütün dalga boylarında ışınım yapar,

2) Çoğu yüksek basınçta olmayan sıcak bir gaz, kendisini oluşturan elementlerin belli dalga boylarında PARLAK ÇİZGİLİ BİR TAYF oluşturur. Bu ışıkta EMİSYON ya da SALMA TAYFI denir.

3) Sürekli ışık veren bir kaynağın ışığı, bir gaz ortamından geçirilirse, sürekli ışık üzerinde çizgiler oluşur. Bu gaz ortam kaynaktan daha sıcak ise çizgiler PARLAKTIR. Yani bir EMİSYON TAYFIDIR. (2. konunun durumu). Eğer, gaz, sürekli ışık veren kaynaktan daha soğuk ise çizgiler SIYAH dir. Bu ışıkta, ABSORPSİYON veya SOĞUTMA TAYFI denir.

Bu şekilde oluşan çizgilerin, genlikleri, yoğunlukları, kendilerini oluşturan bölge hakkında pek çok bilgi içerir.



SÜREKLİ SPEKTRUM



ABSORPSİYON BANDI



EMİSYON BANDI

Emisyon ve absorpsiyon bantlarına ait bir şema.

..... Sürekli (zemin)

~~~~~ absorpsiyon

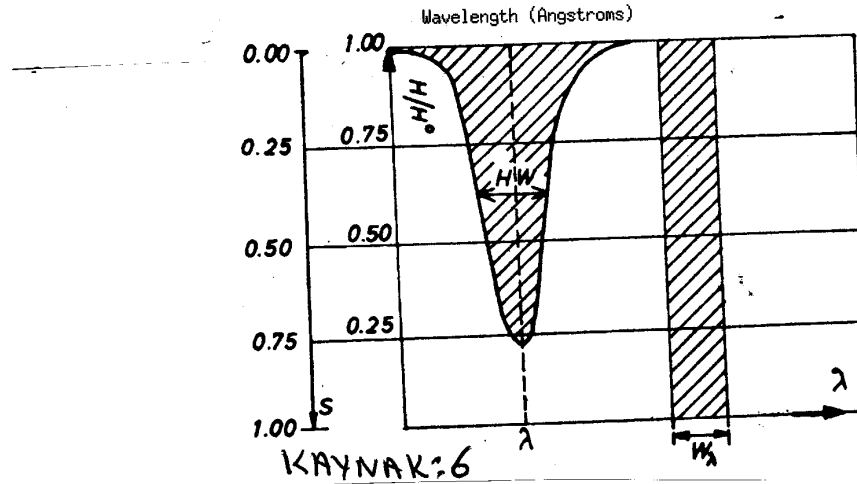
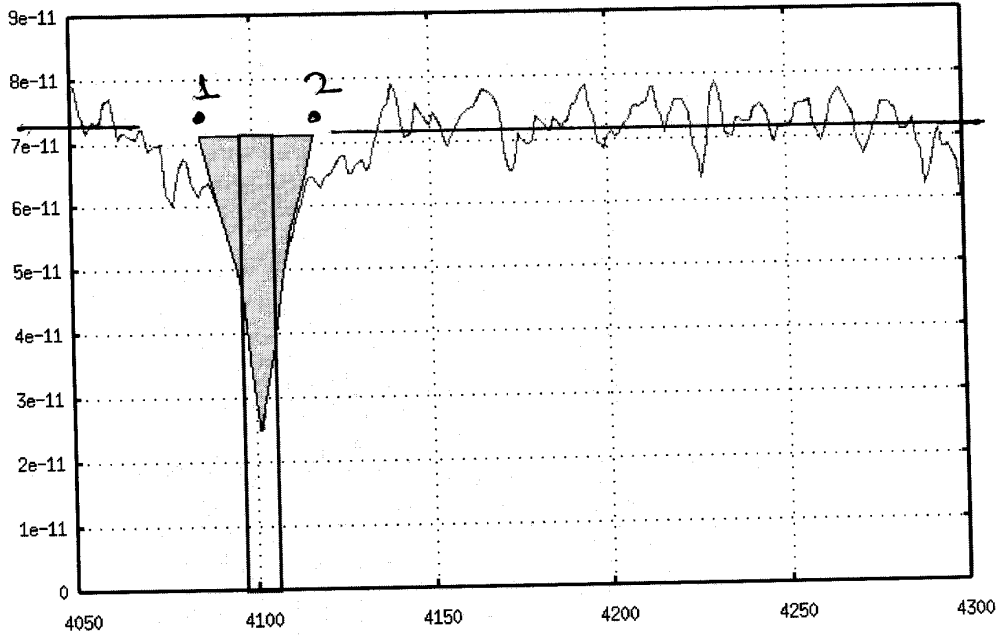
~~~~~ emisyon

KAYNAK: 2

İster emisyon, ister absorpsiyon çizgisi olsun, bu çizgiler kendilerini oluşturan atomlardaki elektron yörüngeleri arasında elektronun yer değiştirirken aldığı veya verdiği foton'un enerjisinin imzasıdır.

Bir doğya bakıldığında, astrofizikçiler için önemli üç bölge vardır. Birincisi, sürekli doğya bölgesinin belirlenmesi ve bu seviyeye karşılık gelen enerji. İkincisi, bu seviyeye göre oluşan emisyon veya absorpsiyon çizgilerinin oluşturduğu çukur veya tümseklerin kapladığı alan. Üçüncüsünde bu alanları temsil eden dalga boyunun tespiti. (Aşağıdaki şekil, Prof. Dr. Ethem Derman'ın ders notlarından alınmıştır.)

Spectrum of a star



Bir önceki sayfaya baktığımızda bir çizgiyi belirleyen iki özellik olduğunu görürüz. Bunlar "Eşdeğer Genişlik" ve "Yarı-genişlik" kavramlarıdır.

Yarı-Genişlik: Bir çizgi çukurunun (absorpsiyon) veya tümseğinin (emisyon) nerede başlayıp nerede bittiğini belirlemek zordur. Yani sayfa 51'deki şekilde 1 ve 2 nolu yerler. Yanlış belirleme yanlış alan hesabına neden olur, ve çizgi merkezi belirlemede kaymaya neden olabilir. Bu nedenle daha az hata için çukur veya tümsek yüksekliğinin yarı değeri kullanılır, ve $H\lambda$ harfi ile gösterilir. Bu değer çizginin genişlik ölçөгüdür.

Eşdeğer Genişlik: Sayfa 51'deki şekillerde sürekli tayfın oluşturduğu düz veya düze yakın çizgi, o tayf için bir kalibrasyon yapmaya olanak sağlar. Bu çizgi şiddetine "1" dersek, çukur veya tümseklerdeki alanları bir dikdörtgen alanı şeklinde ifade edebiliriz ve bu dikdörtgenin yükseklik kısmını "1" olarak alırsak x eksenini belli bir dalga boyu aralığının karşılığı gelir ki, buna "Eşdeğer genişlik" denir. Bu da w/λ ile gösterilir.

Eşdeğer genişlik sayesinde yıldızlardaki kimyasal bolluklar tespit edilir. Yani çizgiyi meydana getiren atomların sayısı hakkında bilgi edinilir. Atom sayısı çoğaldıkça çizgi kuvvetlenir ve genişler. Bu da basınç hakkında bilgi verir.

Özellikle çok sıcak yıldızların sınıflandırılmasında belirtici olarak kullanılabilir. B tayf türündeki yıldızların bazı çizgilerinin eşdeğer genişlikleri ile aydınlatma güçleri arasında bir ilişki kurulmuştur. Örneğin B tayf türü, $H\gamma$ çizgisinden M mutlak parlaklık hesabı yapılabilir.

$$M = -10,96 + 10 \log \frac{w}{\lambda}$$

Ancak tayflardaki bir çizgiyi genişleten bir çok etken vardır, önce bunları kısaca hatırlatalım.

ÇİZGİ GENİŞLEMELERİ:

Tayf çizgilerini genişleten etkenleri 5 sınıfta toplayabiliriz:

- 1) Doğal Genişleme
- 2) Isısal Doppler Genişlemesi (Termal Genişleme)
- 3) Çarpışma Genişlemesi
- 4) Zeeman Genişlemesi
- 5) Diğer Genişleme Olayları

1) DOĞAL GENİŞLEME

Çizginin oluşmasına neden olan atomun yapısından kaynaklanan bir genişlemedir. Sonuçta orjada ne kadar ince olursa olsun bir çizgi vardır ve mutlaka bu çizginin de bir kalınlığı olacaktır. Bir atom bir foton saldıığında veya soğurduğunda, elektronlarından biri bir alt veya üst seviyeye geçer. Sonuçta bir önceki enerji seviyesinde bir değişiklik olmuştur. Bu değişiklik koşunılmazdır ve kendini çizgi üzerinde gösterir. Buna "Doğal Genişleme" denir. Çünkü olaylar belli bir zaman diliminde meydana gelmiştir. Bu genişleme bir Angstrom'un yüzde biri mertebesinde dir.

Kuantum fiziği, olayın olduğu zaman diliminin büyüklüğü hakkında bir sınır koyar. Buna kısaca "HEISENBERG BELİRSİZLİK İLKESİ" denir. Yani ΔT zaman aralığında (Bundan küçük zaman aralığı olamaz) enerji değişimindeki ΔE miktarının belirlenmesi şu denklemle ifade edilir:

$$\Delta E = \frac{1}{2\pi} \cdot \frac{h}{\Delta t}$$

Burada ΔE , enerjideki belirsizlik miktarı ise, $\Delta t \rightarrow$ olan olayın ömründeki belirsizlik miktarıdır ve h Planck sabitidir. Bu bağlantının oluşarak olan fotonun frekansında veya dalga boyunda bir karşılığı olmalıdır. Bu karşılık dalgaboyunda kendisini "Doğal genişleme" olarak gösterir. Yani

$$\Delta \lambda = \frac{\Delta E}{h} \approx \frac{1}{\Delta t} \rightarrow \Delta t = 10^{-8} \text{ saniye dir.}$$

Bunun anlamı, temel seviyeleri bozulmuş bir atom (yani elektronunun bir alt veya üst seviyeye geçmesi) bu durumunu 10^{-8} sn den daha az sürdüremez. Buna karşılık gelen dalga boyundaki genişleme $0,05 \text{ \AA}$ kadardır.

2) ISISAL DOPPLER GENİŞLEMESİ

Çok basite indirgeyerek Doppler olayını hatırlayalım. Birbirlerine göre iki cisimden birinin hareketli olması doppler olayına neden oluyordu. Eğer biz bir yıldız gözleyorsak, ister yıldız bize yaklaşsın ister biz yıldızya yaklaşalım yıldızdan gelen ışığın dalga boyunun maviye kaydığını söylemiştik. Uzaklaşma durumunda kayma kırmızı dalga boyu yönünde idi. Bu olayda baş aktör v hızı idi, ve kayma miktarı $\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c}$ şeklinde ifade ediliyordu.

Bir yıldızın atmosferindeki bir tabakada bir hacim birimine ($1 \text{ cm}^3, 1 \text{ m}^3, v \text{ s}$) baktığımızda, buradaki atomlar her doğrultuda ve farklı hızlarda hareket ederler ve de her doğrultuda foton yayarlar. Atomların hızları buldukları ortamın sıcaklığına bağlıdır. Ortalama atom kütleleri ve ortalama hızları için $\frac{mv^2}{2} = \frac{3kT}{2}$ yazabiliriz.

Bu v ısısal (termal) hızların doğrultuları, gözlemciye göre farklı farklı olduğundan; tüm atomlar aynı dalga boyunu yayınlasa bile, Doppler olayından dolayı kayma miktarları farklı farklı olacaktır. Buda cisminin orijinal dalga boyu etrafında bir dağılmaya neden olacaktır. Buna "ısısal veya termal doppler genişlemesi" denir.

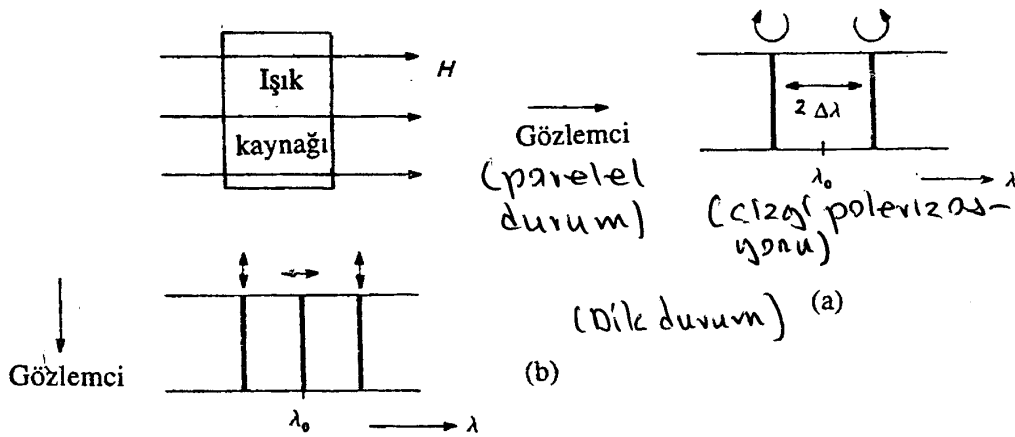
Isısal doppler genişlemesi sayesinde genişlemenin derecesi (büyüklüğü) ilgili ortamdaki atomların ortalama kinetik hızları ve sıcaklık hakkında bilgi verir.

3) ÇARPISMA GENİŞLEMESİ:

Yıldız atmosferlerinde sıcaklığa bağlı olarak ekside olmuş atomlar, iyonize olmuş atomlar bir arada bulunurlar. Bunlar yoğunluğa bağlı olarak çarpışabilirler. Bu durumda atomlardan biri diğersinden foton absorbe edebilir. Bu da tayfa kendini bir çizgi genişlemesi şeklinde gösterir. Bu genişleme özellikle ilgili çizginin sürekli tayfa bağlandığı kanatlar kısmında etkili olacaktır. Çarpışma genişlemesindeki etki 0.1 \AA civarındadır. Çarpışma ile ilgili frekans veya dalga boyu, ortamdaki gazın yoğunluğuna ve sıcaklığına bağlıdır (Dev ve küre tayflarını hatırlayınız).

4) Zeeman Genişlemesi:

Normal bir atomda enerji seviyeleri arasındaki geçişlerin meydana gelen çizgiler bellidir. Ancak atom bir manyetik alanın etkisinde bulunuyorsa, bu temel enerji seviyeleri kendi aralarında alt seviyelere bölünebilir. Bu da her alt seviyeye ait bir enerji var demektir. Örneğin bir temel seviyenin bir çizgi oluşturduğunu düşünelim. Eğer manyetik alan varsa, bu seviye üçe bölündüyse, her seviyeye ait bir enerji ve



Zeeman etkisi nedeniyle tayf çizgilerinin yarılmaları gösterilmektedir. Işık kaynağına manyetik alan doğrultusunda baktığımızda boylamsal Zeeman etkisini gözleriz (a). Manyetik alana dik baktığımızda ise enlemsel Zeeman etkisini gözleriz (b). Salınan ışığın doğrusal ve dairesel uçuşmaları oklarla gösterilmiştir. KAYNAK: 8

çizgi oluşacaktır. Oluşan bu çizgiler birbirlerine çok yakın olduklarından, sanki yan yana bitişik duruyorlarmış gibi genişleme yapıyorlardır. Çok güçlü manyetik alanlar varsa çizgiler ikiye veya üçe ayrılır. Güneş lekelerindeki binlerce gauss'lık manyetik alan, çizgileri belirgin olarak ayırmaya neden olur.

5) DİĞER GENİŞLEME OLAYLARI

Bu dört genişlemenin dışında bir başka çizgi genişlemesi ise yıldızın kendi eksenini etrafında dönmesinden kaynaklanır. Aslında bu bir doppler olayıdır. Yıldızın dönme eksenini bakış doğrultumuza dikse, yıldızın özellikle ekvator bölgesinin bir kısmı bize yaklaşırken diğer kısmı uzaklaşır. Ölçeceğimiz hız, yıldızın teğetsel hızıdır ve maksimum değerdedir.

Eğer yıldızın dönme eksenini bakış doğrultumuz ile çakırıksa (Yıldızın kutbunu, yıldız diskini ortasında görüyorsak) bir doppler olayı oluşmaz.

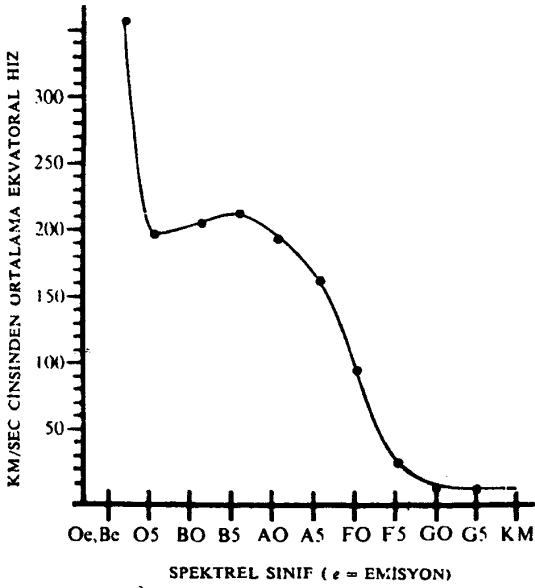
Yıldızın kendi eksenini etrafında dönmesinden dolayı yaklaşan ve uzaklaşan hızlar söz konusudur. Bu durumda çizginin bir kısmı mavi (yaklaşan taraf), bir kısmı kırmızı (uzaklaşan taraf) gönde olduğundan çizgi her iki yana çok az genişler.

Bu genişlemeyi tespit etmek zordur. Birincisi yıldızın gerçekten hızlı dönmesi lazım. İkincisi dönme eksenini ile bakış doğrultusundaki "i" eğim açısının uygun olması gerekir. Üçüncüsü ise kullandığımız aletlerin ayırma güçlerinin çok yüksek olması gerekir.

Bu olayı, kütle alan ve etrafında bir zarf oluşturan yıldızlardan elde edilen çizgi genişlemesinden ve zarf genişlemesinden ayırt etmek gerekmektedir. Ayırım diğer çizgilerin analizinden yapılabilir. Ayrıca her iki olaydaki hızlar arasında da çok büyük farklar vardır.

YILDIZLARIN DÖNMELERİ:

Yıldızların kendi eksenlerinde dönmediklerine ait hiç bir delil yokken, döndüğüne dair birçok delil vardır. Güneş lekeleri, çift yıldız analizleri, mikroskopik doppler genleşmeleri, pulsarlar hep gök cisimlerinde kendi eksenleri etrafında bir dönmenin olduğunun belirtileridir. Doppler olaylarından (sayfa 56'daki) anlıyoruz ki yıldızlar kendi eksenlerinde dönerler. Acaba bu dönmenin mertebesi ve sınırı nedir? Çok hızlı dönmeler ekvator bölgesinde kütle atımına neden olur. Belki de yıldızı dağıtabilir. HR Diyagramında ana kol yıldızları için, tayf türü ile ekvatorial dönme hızları arasında bir ilişki olduğu görülmektedir (Aşağıdaki şekil).



Yıldızların spektral sınıfları ile dönme hızları arasındaki korelasyon. (Veriler; C.W. Allen, *Astrophysical Quantities*, 2. baskı. Londra: Athlone Press, 1963, p. 204 den alınmıştır) **KAYNAK: 2**

Güneşin dönme hızı

(2 km/sn) dir. (NOT: Yıldızlar ve güneş bir kati cisim gibi dönmezler. Ekvator ve kutup bölgelerine yakın yerlerdeki dönme hızı ve dönme periyodu farklıdır. Burada sadece ekvator bölgesindeki dönmelerden bahsediyoruz.

Dönme hızı, bir doppler kayması yaratarak kadar kuvvetli ise ve yıldızın R yarıçapı biliniyorsa,

$$\frac{v}{c} = \frac{\Delta \lambda}{\lambda} \rightarrow T = \frac{2\pi R}{v} \text{ den } T, \text{ dönme periyodu}$$

bulunabilir. En yüksek dönme hızları O tayf türündeki yıldızlarda görülür. Oe ve Be emisyon sızgili yıldızlarda bu hız 500 km/sn kadardır. F5 tayf türünden sonra ise dönme hızı, hızla düşer. Ancak ölçülen v hızları (Doppler hızları) tam olarak gerçeği

yansıtılabılır. Ölçülen hız her zaman "sini" gibi bir belirsizliği bünyesinde bulundurur. i , dönme eksenini ile görünüm doğrultusu arasındaki açıdır. (Tayfsal çift yıldızları hatırlayınız.).

En büyük dönme hızları B5 ile B7 arasıdır. F5 den sonra dönme hızlarının çok belirgin bir şekilde düşmesi farklı yorumlara neden olmuştur. Güneş de bu grup içerisinde yer almaktadır. Acaba düşük dönme hızlı yıldızlarda gezegen sistemi var mı? İkinci soru ise açısal momentumla ilgilidir. Çünkü düşük dönme hızına sahip olan yıldızların açısal momentumlarının konumu konusunda bir problem vardır. Yıldızlar gaz topluluklarından (Gaz ve toz bulutları) meydana gelirler, ve hepsi de (Bulutlar ve yıldızlar) dönen bir galaksinin parçalarıdır. Güneşin bulunduğu bölgedeki galaktik dönme hızı 220 km/sn dir. Örneğin güneş, bir gaz bulutundan meydana geldi. Eğer bu bulut 2 parsek yarıçaplı ise ve sıkışarak 5R \odot yarıçaplı bir küre oluşturduysa bugünkü yarıçapına gelene kadar hiç açısal momentum kaybetmedi ise, güneşin ekvatorial dönme hızının ilk hızına çok yakın olması gerekir. Halbuki 2 km/sn civarındadır. O halde bu açısal momentumu büyük ölçüde azaltan nedir? Belki başka gaz bulutları, manyetik alanlar veya tespit edemediğimiz bazı mekanizmalar olabilir.

MANYETİK YILDIZLAR:

Güneş lekelerine baktığımızda birçok bin gauss'luk manyetik alanlarla karşılaşırız. Güneşin genel manyetik alanı birçok gauss civarındadır. Diğer taraftan çok büyük manyetik alanlara sahip yıldızlarda tespit edilmiştir. Manyetik alanın varlığı ve şiddeti Zeeman olayından anlaşılır. Bu nedenle H.W. Babcock, 338 adet yıldızın genel manyetik alanını inceledi ve bunlardan "Zeeman Modeli" adı altında bir katalog hazırladı.

Ayrıca güneşin manyetik alanı, güneş lekelerindeki şiddeti, zekli ve zamansal periyodluğu ile ilgili "Babcock Modeli" ni oluşturdu.

Babcock, büyük manyetik alanlara sahip olan yıldızların genellikle A tayf türünde olduğunu ancak M tayf türü dev yıldızlar ile S tayf türü yıldızların bir kısmında da kuvvetli manyetik alanları olduğunu buldu. Ayrıca manyetik alan etkisinde kalan elementlerin absorpsiyon çizgilerinin yıldızın fotosferinin üst tabakalarından kaynaklandığını buldu.

Güçlü manyetik alana sahip yıldızların bir kısmının manyetik alanları zaman içinde sabit iken bir kısmının ise birkaç bin gaussluk değişimler gösterir. Bu değişimler bazı yıldızlarda periyodik iken bazılarında düzensizdir.

Hatta bazı yıldızların kuzey-güney manyetik kutupları zaman içerisinde yer değiştirir. Zayıf bir manyetik alana sahip olan güneş bile 22 yılda kutup polarite işaretini değiştirir.

Babcock, manyetik alanlardaki düzensiz değişimlerin yıldız yüzeyindeki hidro-magnetik dalgalanmalardan oluşabileceğini ileri sürmüştür.

— o —