

ASTROFİZİK

DERS NOTLARI

(ÖZET)

BÖLÜM – 1

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 ışıınımı , 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 Absorbsiyon - 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, Acaip Spektrumlu Yıldızlar
- 14 Yıldızlararası Absorbsiyon

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 Absorbsiyon

ASTROFİZİK DERS NOTLARI BÖLÜM -1

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, Tekışık 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

ASTRONOMİ, evreni ve içindekileri onlardan gelen ışık vasıtasıyla gözleyen bir bilim dalının genel adıdır. Astronomi, içerisinde birçok bilimsel disiplin dallarını barındırır. Bu disiplinler sayesinde incelediği cisimlerin yerlerini, hareketlerini, uzay-sal dağılımlarını ve fiziksel özelliklerini tespit eder. Astronomi başlangıcında Astrolojiden doğmuştur. Tarihî zamanlarda mevsimlerin oluşması, güneş ve ayın doğuş/batış yerlerinin sürekli değişmesi, bir yıl içerisinde gökyüzündeki sürekli değişimler, insanların yaşadığı olumsuz ve olumlu doğa olaylarıyla ilişkilendirilmiş ve astroloji yorumları yapılmıştır.

Ancak bu gök olaylarının mantıksal temellere dayandırılması ile ASTRONOMİ BİLİMİ doğmuştur. Örneğin MÖ 3. yüzyılda İskenderiyeli Eratosthenes, dünyanın çevresini oldukça kesin bir şekilde hesaplamıştır. MÖ 2. yüzyılda Hipparchus, ilk yıldız haritasını ve kataloğunu yapmıştır.

M.S. 2. yüzyılda Ptolemy (Batlamyus) dünya merkezli bir evrim düşüncesi oluşturmuştur. Bu düşünce 1400 yıl astronomide gezegen, yıldız ve ay hareketlerinin izahında etkili olmuştur.

Ancak, MODERN ASTRONOMİ 1400'lü yıllarda Güneş merkezli bir evren fikrinin Kopernik (1473-1543) tarafından ortaya atılmasıyla doğmuştur. Daha sonraları ise Galileo (1564-1642), Newton (1642-1727) ve Johannes Kepler (1571-1630) gibi bilimciler tarafından Modern Astronominin temelleri sağlamlaştırılmıştır.

Bugün Modern Astronomiyi aşağıdaki ana başlıklar altında toplayabiliriz.

- Gök Mekaniği: Gök cisimlerinin ve yerin hareketlerinden doğan olayları inceler.
- Kozmoloji: Evrenin en büyük yapı taşlarından olan galaksilerin dağılımlarını araştırır.
- Astrometri: Yerin, güneşin ve samanyoluunun sürekli hareketli olmasından dolayı gök cisimlerinin doğru pozisyonların bulunması ve bulunma yöntemlerinin tespiti ile uğraşır.

Bu üç disiplinde ise sadece GÖZLEM ve HAREKET KAVRIMLARI vardır. Ancak dördüncü disiplin olan ASTROFİZİK ise bunlardan oldukça farklıdır.

ASTROFİZİK yıldızlardan veya gök cisimlerinden gelen ışığı inceler, analiz eder ve ilgili gökcisminin fiziksel ve kimyasal yapısı hakkında yorum yapar. Kısacası gök cisimlerinden gelen ışığı, laboratuvar fizikçi yasalarına göre inceleyen bilim dalının adı ASTROFİZİK dir.

Bu işlemler için ışığı alan teleskopa, kaydetmek için CCD, fotoğraf plâğı ve diğer alıcılara, analiz etmek için ise birçok fizik yasasına ihtiyacı duyar. Sonuçta ilgili boyut hakkında BİLİMSEL YORUMLAR yapar.

Böylelikle ışıktaki bilgilerden, kaynağın uzaklığı, kütlesi, sıcaklık, basıncı, yoğunluk, manyetik özellikleri, kimyasal yapısı, dönmesi gibi sonuçlara ulaşır.

Ö halde bir astrofizikçi için elektromanyetik bir dalga olan ışığın yayfı ve dalga boyu çok önemlidir. Özetlersek bir kaynaktan gelen ııktan yararlanarak neler yapılabilir.

1. Yıldızların yerini saptarız.
2. Yıldızların gök küresi üzerindeki hareketlerini inceleriz. Onların varsa görüngelerini ve hızlarını bulabiliriz.
3. Çeşitli ölçümlerle uzaklıklarını ve uzay dağılımlarını buluruz.
4. Yıldızların parlaklıklarını, renklerini ölçebiliriz. Buradan sıcaklıklarını ve ısıyı güçlerini hesaplayabiliriz.
5. En önemlisi yayfılarını inceleriz. Bunlara kimyasal yapılarını, element bolluklarını, atomik reaksiyonlarını inceleriz. Bu bilgilerle de yıldızların iç yapıları ile ilgili fiziksel teoriler geliştirebiliriz.

İŞIK: Bir kaynaktan çıkan elektromanyetik bir dalgadır. Acaba kaynaktan çıkan bu dalga bizim gözümüze geldiğinde, gerçek özelliklerinden birşeyler kaybetmiş midir? Yanıtı ise evettir. Ö halde öncelikle bu orijinal ışık yapısını değiştiren unsurların elimine edilmesi gerekmektedir. Işığı etkileyen olayları basitçe sıralarsak,

- 1) Işık kırılır ve yön değiştirir. (Aünesin doğuşu ve batışı)
- 2) Işık soğrulur (yıldızlar arası ortam, yer atmosferi vs)
- 3) Işık saçılır (Gökyüzünün mavî olması gibi, vs)
- 4) Yer in veya kaynağın hareketli olması
- 5) Manyetik alanlar

PARLAKLIK KAVRAMI: Parlaklığın birimi yoktur ama parlaklık ölçüsü olarak KADIR kullanılır. Kadirinde bir birimi yoktur, ancak standart olarak kabul edilen bazı yıldızların parlaklıklarıyla mukayese edilerek saptanır. Yıldız sönükleştikçe parlaklık ifade eden değer ARTAR. m_0 , Hipparchus, gökyüzünde gördüğü en parlak yıldız 1., zor zor gördüğü yıldız da 6 numaralı parlaklık sınıfı demektir. O halde gökyüzünde çıplak gözle gördüğümüz tüm yıldızlar 1, 2, 3, 4, 5 ve 6. kadirde dir. Teleskopun icadı ile görülebilen yıldızlar da 7. kadirden başlar. Bugün için teleskopların görebileceği en sönük gök cisimleri 24. kadir dir.

KADIR, parlaklık birimi kabul edildiğinde, POGSON bir kural koymuştur. Dedi ki, iki parlaklık birimi arasında aynı oranda ışık şiddeti olmalı. Yani, $I \rightarrow$ ışık şiddeti, $m \rightarrow$ kadir ise

$$\frac{I_{m_1}}{I_{m_2}} = a, \frac{I_{m_2}}{I_{m_3}} = a, \dots, \frac{I_{m_5}}{I_{m_6}} = a \text{ olmalı, bunları çarparsak}$$

$$\frac{I_{m_1}}{I_{m_2}} \cdot \frac{I_{m_2}}{I_{m_3}} \cdot \frac{I_{m_3}}{I_{m_4}} \cdot \frac{I_{m_4}}{I_{m_5}} \cdot \frac{I_{m_5}}{I_{m_6}} = a \cdot a \cdot a \cdot a \cdot a = a^5$$

ve $a^5 = 100$ olsun. Her iki tarafın $\log_{10}$ alırsak,

$$\log_{10} a^5 = 100 \rightarrow 5 \log a = 2 \rightarrow \log a = 0.4 \quad \boxed{a \approx 2.512}$$

Sonuç: Her kadir için parlaklık $10^{2/5}$ kadar azalır.

Şimdi iki yıldız alalım. Bunların görünen parlaklıkları (kadirleri) m_a ve m_b olsun, $a \rightarrow$ sönük, $b \rightarrow$ parlak yıldız olsun. Bunların ışık şiddetleri de I_a ve I_b olsun.

$m_a - m_b$	I_b / I_a
0	2.5^0
1	2.5^1
2	2.5^2
6	2.5^6
10	2.5^{10}

düzenlersek,

$$m_b - m_a = -2.5 \log \frac{I_b}{I_a}$$

$$\frac{I_b}{I_a} = 2.5^{(m_a - m_b)}$$

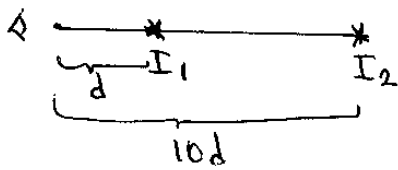
$$\log \frac{I_b}{I_a} = (m_a - m_b) \cdot \log 2.512$$

$$\log \frac{I_b}{I_a} = 0.4 (m_a - m_b)$$

bu bağıntıya POASON BAĞINTISI denir.

Şimdi biraz IŞIK ŞİDDETİ üzerinde duralım.

KURAL: Bir kaynaktan gelen ışık şiddeti (I) uzaklığın karesi ile ters orantılı olarak değişir.



Tipi tipi aynı iki yıldız alalım, ama uzaklıkları farklı olsun.

$$\frac{I_1}{I_2} = \left(\frac{10d}{d} \right)^2 \quad \frac{I_1}{I_2} = 100 \quad \log \frac{I_1}{I_2} = 0.4 (m_2 - m_1) = 2 \rightarrow \Delta m = 5^m$$

Başka bir ihtimal; görünen parlaklıkları aynı olupta gapıları çok farklı yıldızlar olabilir. Biri çok parlak ama uzak, diğeri ise sönük fakat yakın bir yıldız olabilir. Ama ikisi de aynı parlaklıkta görünebilir.

Sonuç: Görünen parlaklık (m) bir ölçü DEĞİLDİR. Bu nedenle bir standart parlaklığa ihtiyaç vardır. O da MUTLAK PARLAKLIKTIR.

MUTLAK PARLAKLIK: Bir yıldızın arada hiçbir absorbe edici ordam olmaksızın 10 pc uzaklıkta sahip olması gereken parlaklıktır ve bu GERÇEK PARLAKLIKTIR.

Bir yıldızın m (görünen parlaklığı), d de uzaklığı
 M (mutlak parlaklığı), $d_{10}=10\text{pc}$ uzaklığı
 olsun.

$$m-M=2.5 \log \frac{I_{10}}{I_d} \rightarrow \frac{I_{10}}{I_d} = \left(\frac{d}{d_{10}} \right)^2$$

$$\log \frac{I_{10}}{I_d} = 2(\log d - \underbrace{\log d_{10}}_1) = 2 \log d - 2$$

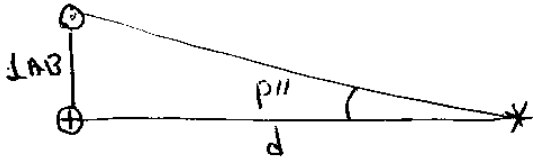
$$m-M=2.5 \log \frac{I_{10}}{I_d} = 2.5(2 \log d - 2)$$

$m-M=5 \log d - 5$ bulunur. Burada $(m-M)$ değerine
 uzaklık modülü denir.

PARALAKS: Bir gök cisminin Dünya-Güneş uzaklığını
 dik olarak gören gözün yay saniyesi biriminde ifade edil-
 mesidir, (p'').

Uzak yıldızlara gildikçe paralaks küçülür.

$$1 p'' = 206265 \text{ AB}$$



$$d(\text{pc}) = \frac{1}{p''}$$

0 halde $m-M=5 \log d(\text{pc}) - 5$ veya

$$m-M = -5 \log p'' - 5$$

Burada kullanılan paralaksa TRİGONOMETRİK PARALAKS
 denir. Bazı bilgiler:

$$1 \text{ rad açı} = \frac{360}{2\pi} \cong 57^\circ$$

$$1'' \text{ açı saniyesi} = \frac{1}{206265} \text{ rad.}$$

$$1^\circ \text{ açı derecesi} \cong 1/57 \text{ rad}$$

$$1 \text{ pc} \cong 3.3 \text{ ışık yılı.}$$

$$1' \text{ açı dakikası} \cong \frac{1}{3438} \text{ rad.}$$

En yakın yıldız 4.3 ışık
 yılı uzaklıktadır.

PARLAKLIK ve TÜRLERİ

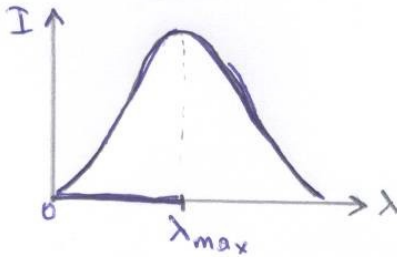
Parlaklık, yıldızlardan gelen ışığın gözümüzde veya herhangi bir alıcıda oluşturduğu etkiye karşılık gelen bir nicelikler. Birimi ise KADİR dir. Bildiğiniz gibi 5 kadırlık fark arasında ışının gücü olarak 100 kat fark vardır. Yani, örnek olarak 2. kadırdan bir yıldız, 3. kadırdan bir yıldızdan $\sqrt{100}$ ya da 2.512 kat daha parlaktır. Ve I_1 ve I_2 görünen ışının güçleri ise

$$\frac{I_1}{I_2} = (2.512)^{m_2 - m_1} \quad \text{veya} \quad m_2 - m_1 = 2.5 \log \frac{I_1}{I_2} \quad \text{dir.}$$

PARLAKLIK, KAYNAĞIN RENALNE ve KULLANILAN ALICININ DALGABOYU DUYARLILIĞINA BAĞLIDIR.

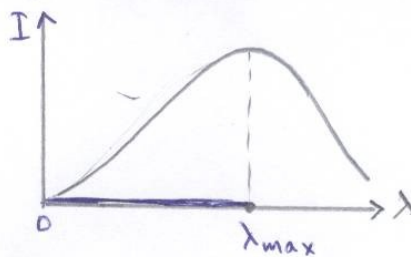
Göz en çok YEZİL ışığa, normal fotoğraf plakları MAVİ ve MOR dalgaboylarına, SARI filtre kullanılarak alınan fotoğraf plakları ise göz duyarlılığına yakın bir dalgaboyu duyarlılığına sahiptir.

RENK: Mavi → Sarı → Kırmızı ise

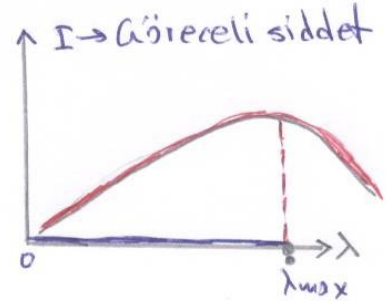


Mavi

Örnekte



Sarı



Kırmızı

renk → Sıcaklık → tayfsal sınıf

renk farkı → Sıcaklık farkı → tayfsal sınıflamada yer farkı (HR de ileride anlatılacak)

a) GÖRSEL PARLAKLIK% (m_v), insan gözleyle belirlenen parlaklık. $\lambda_{max} = 5500 \text{ Å}$

b) FOTOĞRAFİK PARLAKLIK (m_{pg})% $\lambda_{max} = 4300 \text{ Å}$ dalga boyuna duyarlı fotoğraf plakları ile elde edilen parlaklık.

c) FOTOĞRSEL PARLAKLIK% (m_{pv}), Sarı filtre kullanılarak, ortalama göz duyarlılığındaki $\lambda_{max} = 5500$ deki parlaklık.

1953 yılında JOHNSON-MORGAN belirli filtreler kullanarak fotoelektrik olarak 3 renk parlaklığı belirledi. Bu parlaklıklar ise U, B, V parlaklıklarıdır. Bunlara

U = Mor ötesi (ultraviyole) parlaklığı, $\lambda_{max} = 3500 \text{ Å}$

B $\cong m_{pg}$ Mavi bölge parlaklığı, $\lambda_{max} = 4300 \text{ Å}$

V = m_{pv} , Görsel (visual) bölge parlaklığı, $\lambda_{max} = 5500 \text{ Å}$

Johnson-Morgan, 240 yıldızın bu parlaklıklarını ölçmüştür ve bu yıldızlara Ayar yıldızları ya da standart yıldızlar denir. Daha sonraları ise birçok filtre kullanılmıştır. 4 renk, 6 renk, 8 renk ve ölçü türüne göre (özellikle CCD'lerin yapısına göre) birçok filtre sistemleri ortaya çıkmıştır. Örneğin,

U, B, V, R, I fotometresi (Geniş band)

Strömgen " (Dar band)

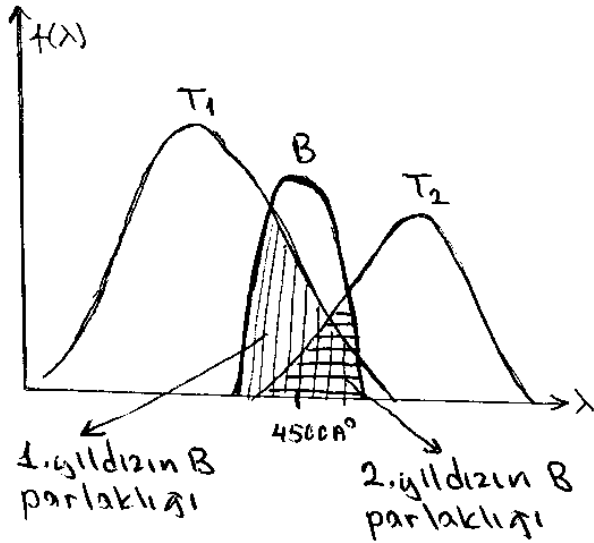
ugriz " (Sloan sistemi, ve farklı filtreler)

Yıldızların RENKLERİ, RENK ÖLÇEĞİ = $R-I$ (colour index = CI) denilen bir nicelikte belirlenir.

RENK ÖLÇEĞİ = Farklı iki renk bölgesinde ölçülen parlaklıkların farkıdır.

Harvard tanımlamasına göre renk ölçeği

$$R-I = M_{pg} - M_v \quad \text{dir.}$$



Renk ölçeği olarak, genellikle (B-V) ve (U-B) değerleri kullanılır.

1. yıldız daha sıcak
2. yıldız daha soğuk

1. yıldızın B_1 parlaklığı, 2. yıldızın B_2 parlaklığından büyüktür. Yani $B_1 < B_2$ (sayısal olarak)

Örneğin, $B_1 = 7.8$, $V_1 = 8.0$ (sıcak yıldız)

$B_2 = 8.2$, $V_2 = 6.8$ (soğuk yıldız)

Renk Ölçekleri $\rightarrow (B_1 - V_1)_1 = -0.2$
 $(B_2 - V_2)_2 = +1.4$

SONUÇ: Sıcak yıldızların RÖ'leri - (negatif), Soğuk yıldızların RÖ'leri + (pozitif) dir. Renk ölçekleri sıcaklıkla ters orantılı olarak değişir.

ARA BİLGE: Bu beklenen bir sonuçtur. Wien kayma yasasına göre (ilevde görülecek) enerji dağılımının maksimum olduğu bölgedeki sıcaklık, o dalga boyu ile ters orantılıdır.

$$\lambda_{\max} \cdot T = 0.2898$$

Buna göre güneş sıcaklığındaki yıldızlar sarı renkli, güneşten daha sıcak yıldızlar daha beyaz veya mavi, güneşten daha soğuk yıldızlar ise kırmızı renktedirler, ve RÖ'leri de pozitiftir.

$$RÖ = 0 \text{ ise } \rightarrow T = 11000 \text{ K}$$

$T = 10800 \text{ K}$ için $B-V = 0$ alınmıştır.

ÖZETLE Sıcak yıldızlarda $RÖ < 0$

Soğuk yıldızlarda $RÖ > 0$ dir.

Güneş için $RÖ = 0.7$ ve $B-V = 0.62$ dir.

YILDIZLAR ARASI ABSORPSİYON : Yıldızlarda aramızda bir bulut varsa, bu bulut yıldızdan gelen ışığı etkiler.

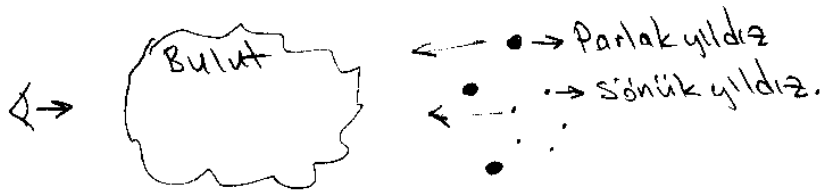
Etkiler şunlardır,

- 1) Yıldızların parlaklığı azalır, bu durumda Pogson formülüne bir A düzeltme terimi eklenir. $m - M = -5 + 5 \log r + A$
Burada A , ışığı absorbe eden maddenin yapısına ve kalınlığına (uzaklığa) bağlıdır. A terimini tespit etmek o kadar kolay değildir.
- 2) Absorbe eden madde yıldızın rengini KIZILLAŞTIRIR. Soğurucu ortam MOR ışığı (daha kısa dalga boyu) daha çok, kırmızı ışığı ise daha az absorbe eder. Bu nedenle yıldız olduğundan daha kırmızı görülür. Bu etki uzak yıldızlarda çok büyük önem taşır. Bu nedenle uzak yıldızlar için

$E = R_0'(\text{gözlenen}) - R_0(\text{beklenen})$ bağıntısı ile gösterilen bir fark oluşur. Bu farka RENG ARTI (colour excess) denir.

$$E_{B-V} = (B-V) - (B-V)_0$$

Ave E değerleri (düzeltmeleri) doğrudan doğruya ölçülemezler.



Eğer,

- 1) Parlak yıldızların tayfları alınabiliyorsa
- 2) Renk ölcükleri (R_0) tahmin edilebilir. $\rightarrow R_0'(\text{beklenen})$
- 3) Bu yıldızların m_p ve m_v ya da B ve V parlaklıkları ölçülür
yani $R_0' = m_p - m_v \rightarrow$ bu R_0' (ölçülendir)

- 4) Her parlak yıldız için E veya E_{B-V} değerleri hesaplanır.
 5) Tüm değerlerin ortalaması alınır, ortalama bir E değeri bulunur. Bu E , soğurucu ortamın renk artığıdır.

Şimdi sönük yıldızlara ait değerlere geçilebilir (taşıfı alınamayan sönük yıldızlar).

- E biliniyor.
- B ve V parlaklıkları gözleniyor, yani $R_0' = (B-V)$ ölçülen biliniyor. O halde
 $E_{B-V} = (B-V) - (B-V)_0$ dan $(B-V)_0$ (beklenen) ya da R_0' (beklenen) bulunabilir.

- $A_V = 3 \cdot E_{B-V}$ bağıntısından da A_V sönükleşme miktarı bulunur. Pogson formülünden de yıldızın doğru uzaklığı tespit edilir.

SONUÇ: R_0' leri yıldızlara ait en önemli verilerden biridir. R_0' i sayesinde yıldızların SICAKLIKLARI bulunabilir.

RENK EKSESİ için ÖZET:

$M_V \rightarrow$ Mutlak vizüel (görsel) kadir.

$A_V \rightarrow V$ filtresinde sönükleşme miktarı

$V \rightarrow V$ filtresinde gözlenen kadir (m_V)

$B \rightarrow B$ " " " (m_B)

$A_B \rightarrow B$ filtresinde sönükleşme miktarı ise,

$$m - M = 5 \log \frac{r}{10 \text{ pc}} + A \quad A \geq 0$$

$$V = M_V + 5 \log \frac{r}{10 \text{ pc}} + A_V \rightarrow V = M_V + 5 \log r - 5 + A_V$$

$$B = M_B + 5 \log \frac{r}{10 \text{ pc}} + A_B \rightarrow V = M_B + 5 \log r - 5 + A_B$$

Gözlenen renk indeksi $(B-V)$ olduğundan

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

$(B-V)_0 \rightarrow$ olması gereken renk indeksi

$$(B-V) = (B-V)_0 + E_{B-V}$$

Ortalda, Renk Eksesi, renk artışı veya renk fazlalığı

$$E_{B-V} = (B-V) - (B-V)_0$$

$A_V \approx 3 \cdot E_{B-V}$ olduğundan, buradan A_V bulunur.

$V = M_V + 5 \log r - 5 + A_V$ den r (pc) uzaklığı hesaplanır.

Tayf Türü	Renk Ölçeği	Etken Sıcaklık	Örnek
B ₀	-0.33	22700 K	δ Ori
B ₅	-0.17	15000	
A ₀	0.00	11600	α CMa
A ₅	+0.21	8800	
F ₀	+0.33	7900	α Car
F ₅	+0.47	7000	
G ₀	+0.67	6040	α Aur
G ₅	+0.93	5090	
K ₀	+1.12	4570	α Boo
K ₅	+1.58	3640	
M ₀	+1.73	3430	α Ori

Kaynak: (A. Kızılvamak, 1970, Astrofizikçi Givisi, s:122)

Uyg.1: Bir yıldız için $m_V = 13.0$, $m_B - m_V = (B-V) = 6.6$ olarak bulunmuştur. Yıldızın tayf incelemesinde Mutlak parlaklığı $M_V = +5.0$ ve beklenen renk ölçeği $(B-V)_0 = 0.6$ olarak tahmin edilmektedir. Yıldızın uzaklığını bulunuz. Sönükleme ve kızılma durumu araştırınız.

Yard. Doç. Dr. Hulusi GÜLSEÇEN

İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Çözüm3 Renk eksesi $\rightarrow E_{B-V} = (B-V) - (B-V)_0 = 1.6 - 0.6 = 1.0$

Sönükleşme, $A_V = 3 \cdot E_{B-V} = 3.0$

Uzaklık, $m_v - M_v = 5 \log r - 5 + A_V$

$$5 \log r = 13.0 - 5.0 - 3.0 + 5$$

$$\log r = 2 \rightarrow r = 100 \text{ pc}$$

Çözümün yorumu;

- Yıldızın renginde 1.0 kadar kırmızıya kayma olmuştur. Parlaklığında ise 3.0 kadırlık sönükleşme olmuştur.
- A_V , sönükleşmesi dikkate alınmasaydı, çok farklı bir uzaklık bulunacaktı. $5 \log r = 13.0 \rightarrow \log r = 2.6 \rightarrow r = 398 \text{ pc}$.
- $E_{B-V} = 1.0$ demek, yıldızın sıcaklığını olduğundan daha düşük bulmak demektir.

Uyg.2.) Mutlak parlaklığı -7.1 olan Rigel yıldızının uzaklığı Güneşinkine eşit olsaydı, görünen parlaklığı ne olurdu? Bulduğunuz sonucu göre Rigel yıldızı ile Güneşin ısıtma güçlerinin oranını hesaplayınız. $m_\odot = -26.7$

Çözüm3 $M_R = -7.1$, $d = 1 \text{ AB}$, $m_R = ?$, $I_R/I_\odot = ?$

$$m - M = 5 \log d - 5$$

$$d = 1 \text{ AB} \times \frac{1 \text{ pc}}{206265 \text{ AB}} = \frac{1}{206265} \text{ pc}$$

$$m = M - 5 + 5 \log \frac{1}{206265} \rightarrow m = -7.1 - 5 - 5 \log 206265$$

$$\log 206265 = 5.31442 \text{ olduğundan } m_R = -38.67$$

$$m_\odot - m_R = 2.5 \log \frac{I_R}{I_\odot} \rightarrow \log \frac{I_R}{I_\odot} = 0.4 \cdot (-26.7 + 38.7)$$

$$\log \frac{I_R}{I_\odot} = 4.8 \rightarrow \frac{I_R}{I_\odot} \approx 63000$$

Özg. 3) Bir süpernova maksimum parlaklıkta iken -1^m kadar olarak ölçülmüştür. Bu yıldız süpernova haline geçmeden önce 14^m kadirden bir yıldız idi. Işık şiddeti ne kadar artmıştır.

Çözüm: $m_{nor} = 14.0$

$m_{pat} = -1.0$

$\frac{I_{pat}}{I_{nor}} = ?$

$m_{nor} - m_{pat} = 2.5 \log \frac{I_{pat}}{I_{nor}}$

$\log \frac{I_{pat}}{I_{nor}} = 8 \rightarrow \frac{I_{pat}}{I_{nor}} = 10^8$ (100 milyar kat)

TÜM İŞINIM PARLAKLIĞI (BOLOMETRİK PARLAKLIK)

Tüm dalga boylarına (tüm renklere) duyarlı olan alıcılarla belirlenen parlaklığa Bolometrik Parlaklık denir. Bu değer in atmosfer ısısına indirgenmiş olması gerekir.

Bir kaynağın ışı nım yoğunluğu I ise,

$I_b = \int_{\lambda=0}^{\infty} I_{\lambda} \cdot d\lambda$ dir ve $M_b = C_b - 2.5 \log I_b$ den

bolometrik parlaklık bulunur. Astronomide istenen ideal parlaklık budur. Ancak böyle alıcılar yapmak ve özellikle de sönük yıldızların m_b lerini bulmak çok zordur. Bu nedenle özel alıcılarla çok parlak yıldızların m_b leri tespit edilir, bir "Bolometrik Düzeltme Katsayısı" bulunur ve bu sayede diğer yıldızların Bolometrik Parlaklıkları tespit edilir.

$\Delta M_b = \Delta m_b = m_b - m_{pv} = M_b - M_{pv} = BC$ (Bolometrik ölçülen $\leftarrow$ mutlak Düzeltme)

Etkin sıcaklığı $T = 6500 K$ olan yıldızlar için $M_b = 0$ dir. Buradaki T etkin sıcaklığı Stefan-Boltzmann yasasına göre bulunan sıcaklıktır. Parlak yıldızlar ve tayf türleri kullanılarak bir Bolometrik Düzeltme Cetveli hazırlanır.

Deneyisel Δm_b Düzeltme Tablosu

Tayf Türü	Anakol Yıldızı	$M=0$ Devler	$M=-4$ Üst Devler
F5	-0.04	-0.08	-0.12
G0	-0.06	-0.25	-0.42
G5	-0.10	-0.39	-0.65
K0	-0.11	-0.54	-0.93

Denilebilir ki, T_e si 6500 K'den sıcak veya soğuk bütün yıldızlar için $\Delta m_b < 0$ dir.

SONUÇ OLARAK, Bir yıldızın bolometrik ışıyım parlaklığı (m_b) veya Bolometrik Mutlak Parlaklığı (M_b) bulunabilirse, yıldızın gerçek ışıyım gücü hesaplanabilir.

Güneşin L_0 ışıyım gücü, güneş sabiti vasıtasıyla kolayca hesaplanabilir.

GÜNEŞ SABİTİ: Yeryüzünde 1cm^2 'ye Güneş'ten alınan toplam ışıyım enerjisinin, atmosfer dışına indirgenmiş değerine GÜNEŞ SABİTİ denir.

Güneş Sabiti = 1370 W/m^2

Güneşin ışıyım gücü $\rightarrow L_0 = 3.86 \times 10^{35}\text{ erg/sn}$

$$L_0 = 4\pi r_0^2 \cdot S_0 \rightarrow L_0 = 4\pi r_0^2 \cdot \underbrace{\sigma T^4}_{\text{karacişim ışıması}}$$

Güneş için $m_{\text{bol}} = -26.75$, $M_{\text{bol}} = +4.62$

Eğer herhangi bir yıldız, güneş birimleri cinsinden ifade etmek istersek $m_b(0) - m_b(*) = 2.5 \log \frac{L_*}{L_0}$ olur.

Bu bağıntı çok önemlidir, çünkü yıldızların ışıyım gücünü hesaplamamıza yardımcı olur.

Uyg. 4) Görsel mutlak parlaklığı $M_v = -0.65$ ve uzaklığı $r = 50 \text{ pc}$ olan bir yıldızın m_v görsel parlaklığı ne kadardır?

Çözüm: $m_v - M_v = -5 + 5 \log r$, $\log 50 = 1.69897$ olduğundan $m_v = 2.84$ bulunur.

Uyg. 5) Bir yıldız için $m_v = 10.5$ ve $(B-v) = -0.65$ olarak bulunmuştur. Başka yöntemlerle de $M_v = 2.6$ ve beklenen renk ökeği $(B-v)_0 = -0.8$ olarak belirlenmiştir. Yıldızın uzaklığını bulunuz?

Çözüm: Renk Artığı: $E_{B-v} = (B-v) - (B-v)_0$
 $= -0.5 + 0.8 = 0.3$

Sönükleşme: $A = 3 \times E_{B-v} = 0.9$

$$m - M = -5 + 5 \log r + A$$

$$5 \log r = m - M + 5 - A = 10.5 - 2.6 + 5 - 0.9 = 12$$

$$\log r = 2.4 \rightarrow r = 251.2 \text{ pc}$$

Uyg. 6) Bir novanın görünürdeki parlaklığı 13.5 den -0.5 kadara kadar artmıştır.

a) Parlaklığın artması yalnız yıldızın sıcaklığının artmasından ileri geliyorsa, yıldızın sıcaklığı ilk durumunun kaç katı artmıştır.

b) Parlaklığın artması yalnız yıldızın hacminin büyümesinden ileri geliyorsa, yıldızın yarıçapı ilk konumundan kaç kat büyümüştür.

Çözüm: $m_1 = 13.5$, $m_2 = -0.5$

Normal durum $\rightarrow m_1, R_1, T_1, L_1$

Nova durumu $\rightarrow m_2, R_2, T_2, L_2$

$$m_1 - M_1 = -5 + 5 \log r$$

$$- m_2 - M_2 = -5 + 5 \log r$$

$$m_1 - m_2 = M_1 + M_2 \Rightarrow \Delta m = \Delta M = 14.0$$

Yard. Doç. Dr. Hulusi GÜLSEÇEN

İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

$$M_1 - M_2 = -2.5 \log \frac{L_1}{L_2} \rightarrow \log \frac{L_1}{L_2} = -5.6$$

$$\frac{L_1}{L_2} = \frac{4\pi R_1^2 \sigma T_1^4}{4\pi R_2^2 \sigma T_2^4}$$

a) Yalnız sıcaklık değişiyorsa, $R_1 = R_2$ olduğundan

$$\frac{L_1}{L_2} = \left(\frac{T_1}{T_2}\right)^4 \rightarrow \log \frac{L_1}{L_2} = 4 \log \frac{T_1}{T_2} = -5.6$$

$$\log \frac{T_1}{T_2} = -1.4 \rightarrow \log \frac{T_2}{T_1} = 1.4 \rightarrow \frac{T_2}{T_1} = 25.2 \text{ kat arttı.}$$

b) Sıcaklık sabit kalıyorsa, $T_1 = T_2$ olduğundan

$$\frac{L_1}{L_2} = \left(\frac{R_1}{R_2}\right)^2 \quad \log \frac{L_1}{L_2} = 2 \log \frac{R_1}{R_2} = -5.6$$

$$\log \frac{R_1}{R_2} = -2.8 \rightarrow \log \frac{R_2}{R_1} = 2.8 \quad \frac{R_2}{R_1} \approx 630,9 \text{ kat arttı.}$$

Özg. 7) γ And yıldızının $m_v = V$ görsel parlaklığı 2.10 , B-V ve U-B renkölçekleri sırasıyla $+1.21$ ve 0.42 dir. BC bolometrik ısıtım düzeltmesi de 1.2 olarak verilmiştir. Yıldızın uzaklığı $d = 40 \text{ pc}$ olduğuna göre,

a) Ölçülen U, B, V ve m_{bol} parlaklıklarını bulunuz.

b) M_v ve M_{bol} Mutlak parlaklıklarını bulunuz.

c) Toplam ısıtım yığılmasını $L_\odot$ biriminde bulunuz.

Cözüm

a) $m_v = V = 2.10$ olduğuna

$$B - V = 1.21$$

$$U - B = 0.42$$

$$BC = 1.2$$

$$d = 40 \text{ pc}$$

göre

$$B - V = 1.21$$

$$B = 2.10 + 1.21 \rightarrow B = 3.31$$

$$U - B = 0.42$$

$$U = 3.31 + 0.42 \rightarrow U = 3.73$$

$$BC = m_v - m_{bol}$$

$$1.2 = 2.10 - m_{bol} \rightarrow m_{bol} = 1.8$$

$$b) m_v - M_v = -5 + 5 \log r$$

$$M_v = 2.10 + 5 - 5 \log r$$

$$= 7.10 - 5 \log 40, \log 40 = 1.60206 \quad M_v = -0.91$$

Pogson formülünü bolometrik parlaklığa göre yazarsak

$$m_{bol} - M_{bol} = -5 + 5 \log r$$

$$M_{bol} = 1.8 + 5 - 5 \log 40 \rightarrow M_{bol} = -1.11$$

$$c) M_{bol}(\theta) - M_{bol}(\ast) = 2.5 \log \frac{L(\ast)}{L(\theta)}, M_{bol}(\theta) = 4.79 \text{ olduğundan}$$

$$\log \frac{L(\ast)}{L_\odot} = 2.28 \rightarrow L_\ast = 191 L_\odot \text{ bulunur.}$$

Uyg.8) E Eri yıldızının renk öleşği -0.18 olarak verilmiştir.

Renk sıcaklığını bulunuz.

$$\text{Çözüm} \quad T_r = \frac{7200}{R_0 + 0.04} \text{ bağıntısından } T_r = 15852.2 \text{ K bulunur.}$$

PARALLAKS:

Astronomide farklı parallaks açıları tanımlanır. Güneş sisteminde, gezegenler ve uyduları için tanımlanan özel parallaksları bir kenara bırakırsak, yıldızlara ait farklı parallakslar kullanılabilir. Bunlar,

Trigonometrik parallaks

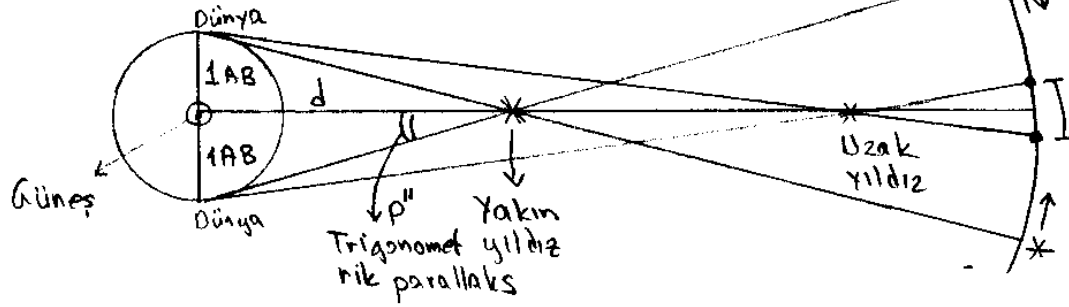
Ceyran parallaksı

Seküler parallaks

Dinamik parallaks dır.

Hepsisinde amacı, yıldızın güneşe olan uzaklığını en az hata ile bulabilmektir.

TRİGONOMETRİK PARALLAKS?



Yerin, güneş çevresindeki hareketinden dolayı yıldızların yer değiştirmesine dayanan bir açı ölçümüdür. Büyük aralıklarla fotoğraf çekilerek 2 AB uzaklığını gören açı ölçülmeğe çalışılır. Tycho Brahe, 1 yay dakikası hassasiyette sahip aletlerle bu açıyı ölçmeğe çalıştı. Başarılı olamadı ve Copernik sistemini red etti. Çünkü en yakın yıldızın bile parallaks açısı 1" yay saniyesinin altındadır.

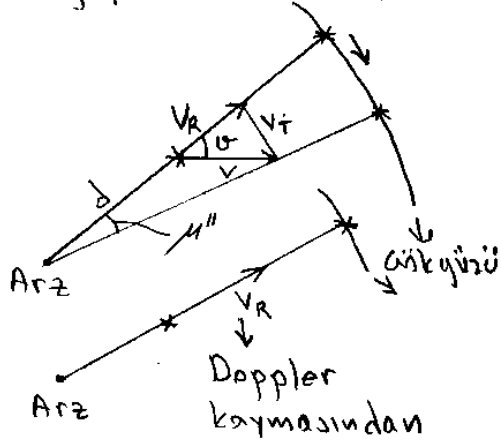
Trigonometrik parallaks 30 pc uzaklığa kadar güvenilir sonuç verir. 100 pc den sonra hata payları çok yükselir, ve kullanılamaz hale gelir.

Trigonometrik parallaks, dünyanın güneşin etrafında döndüğünün bir kanıtıdır.

$$\frac{p''}{206265} \times d = 1 \text{ AB} \rightarrow d = \frac{206265}{p''} (\text{AB})$$

En yakın yıldızın uzaklığı 1.3 pc olduğundan $d(\text{pc}) = \frac{1}{p''}$
 $p'' \cong 0.769$ dir. Bundan daha büyük (yıldızlara alt) bir trigonometrik parallaks yoktur.

ÖZ HARAKET: Bir yıldızın bir yıl içerisinde gökyüzünde yer değiştirmesinin açısal değeridir.



$V_T \rightarrow$ Teğetsel hız bileşeni

$V_R \rightarrow$ Radyal hız bileşeni

$V \rightarrow$ Uzay hızı ise

$$V^2 = V_T^2 + V_R^2 \quad \tan \theta = \frac{V_T}{V_R}$$

Yıllık öz hareketler her zaman $1''$ saniyeden küçüktür.

V_R hız bileşeni tayfdeki çizgilerin doppler kaymasından, V_T hız bileşeni ise uzun yıllar yapılan gözlemlerin analizinden uzaklık biliniyorsa bulunabilir.

Öz hareketin varlığı, yıldızların yerlerinin samanyolu içerisinde sabit olmadığını gösterir. Öz hareketlerden yıldızların uzay hareketleri bulunur.

$$\frac{V_T}{d} = \frac{\mu''}{206265} \text{ radyan} \rightarrow V_T = d \cdot \frac{\mu''}{206265}$$

Uzaklık d de $d = \frac{206265}{p''}$ AB olduğundan bu iki denklemden

$$V_T = \frac{\mu''}{p''} \text{ AB} \rightarrow V_T = \frac{\mu''}{p''} \cdot \frac{150 \times 10^6}{365 \times 86400} \text{ km} \rightarrow \boxed{V_T = 4.74 \frac{\mu''}{p''}}$$

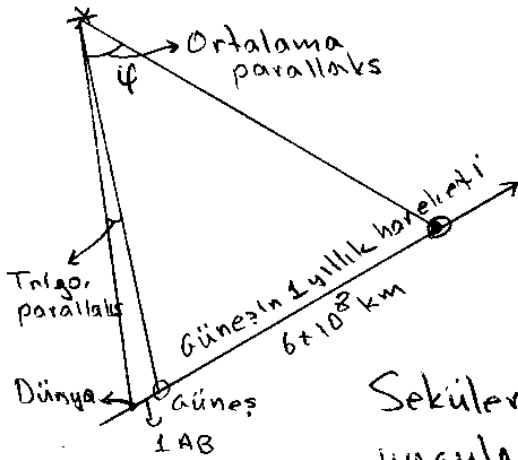
V_R de doppler kaymasından bulunursa yıldızın V yıllık uzay hızı bulunur. Yıldızların bu öz hareketi hesabı, güneşin öz hareketinin tespitini de sağlar. Yakın yıldızlara göre Güneş, Herkül takım yıldızı yönünde 20 km/sn (4.1 AB/yıl) bir hızla hareket etmektedir.

V_R , radyal hız bileşeni ise

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{V_R}{c}, \quad \Delta\lambda = \lambda_{\text{gözlenen}} - \lambda_{\text{laboratuvar}}$$

daha kesin hesap için $\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{\sqrt{1 + \frac{V_R}{c}}}{\sqrt{1 - \frac{V_R}{c}}} - 1$ bağıntısı kullanılabilir.

SEKÜLER PARALLAKS: Güneş'in bir yıllık uzay hareketinden hesaplanan parallaksıdır. Güneş bir yılda 6×10^8 km yol alıyor. O halde bir yıldız için



$$V_{\text{özel}} = V_{\text{uzay}} - V_{\odot} \cos \phi$$

(gerçek) (gözlenen) Düzeltme

Seküler parallaks, tek tek yıldızlara uygulanmaz. Belli bir bölgede çok sayıda yıldız uygulanır. Uygulanan yıldızların parlaklıkları da birbirine yakın olması gerekir. Seküler parallaks sadece ilgili bölgedeki yıldızlara alt bilgi verir. Seküller parallaks ortalama bir değerdir.

CEDEYAN PARALLAKSI = HAREKETLİ KÜMELERDEN BULUNAN PARALLAKS:

Hepsi aynı yönde, aynı doğrultuda, aynı hızla hareket eden bir grup yıldız olsun. Dünyadan bakıldığında bu grup yıldızları aynı doğrultuya gitmelerine rağmen, farklı doğrultulara gidiyorlar gibi görünürler. Çünkü her bir yıldızın öz hareketi aynı değildir. Ancak hepside bir noktaya gidiyorlar gibi görünürler. Eğer yıldızların görünen gidiş doğrultusu aynı yönde birleşeceklermiş gibi görünüyorsa, bu

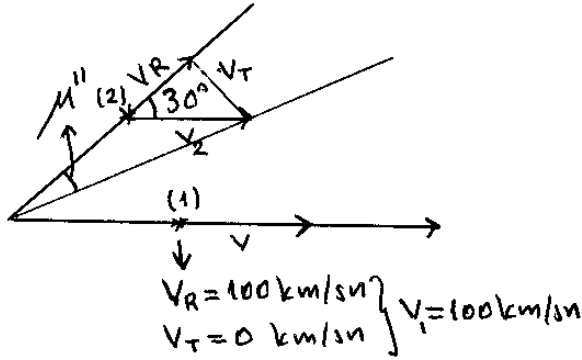
Yard. Doç. Dr. Hulusi GÜLSEÇEN

İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

UZAY HIZLARI VE PARALLAKSLARIN ÖNEMİ %

- 1) Gökadaların görüngelerinin tespitine yarar.
- 2) Hareketli kümelerin, uzay hızları, akıntı ve doğrultuların doğru belirlenmesi gerçek V değerinin bulunmasına bağlıdır.
- 3) Güneşe yakın yıldızların hız dağılımının belirlenmesi
- 4) Güneşin daha sağlıklı bir uzay hareketinin tespiti, güneşe yakın çok sayıda yıldızın V değerinden hesaplanabilir,
- 5) Çok sayıda μ değerinin tespiti, samanyolu'nun dönmesine ait kesin sonuçlar bulmaya yarar.
- 6) Samanyolu düzlemine dik doğrultulardaki hareketler μ ölçümüne bağlıdır. Ölçülecek μ değerindeki hassasiyet ve hata oranı, doğrudan ölçülerek V_R değerine bağlıdır. V_R teki hız hatası $\pm 2 \text{ km/sn}$ den büyük olmamalıdır.

Uyg. 4) Cereyan hareketi gösteren bir kümede hedef doğrultusundaki bir yıldızın radyal hızı 100 km/sn olarak ölçülmüştür. Ayrıca kümenin hedef doğrultusuyla 30° lik açı yapan bir yıldızın öz hareketi de 0.5 olarak belirlenmiştir. Bu kümenin uzaklığı ne kadardır?



$$\sin 30 = \frac{V_T}{V_2}$$

$$V_T = V_2 \cdot 0.5 \quad V_1 = V_2 \text{ olduğundan}$$

$$V_T = 50 \text{ km/sn} \quad (2 \text{ nolu yıldız})$$

$$V_T = 4.74 \cdot \frac{\mu''}{p''} \quad \text{ve} \quad d = \frac{1}{p''}$$

$$\downarrow$$

$$d \cong 21.09 \text{ pc} \text{ bulunur,}$$

Uyg. 10) Cereyan hareketi gösteren bir küme de hedef doğrultusu ile 45° açı yapan bir yıldızın radial hızı ölçülmüş ve 60 km/sn bulunmuştur. Ayrıca 10 yıl aralıklarla çekilmiş iki fotoğrafın karşılaştırılmasından bu yıldızın yerinin $1.25''$ değiştiği saptanmıştır. Yıldızın paralaksini bulunuz.

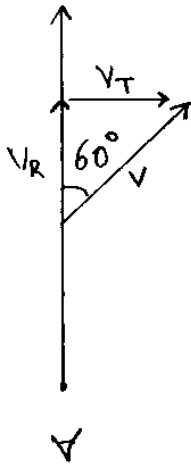
Çözüm:

$$\mu'' = \frac{1.25}{10} = 0.125 \quad \frac{V_T}{V_R} = \tan 45 \rightarrow \tan 45 = 1 \text{ olduğun-}$$

$$\text{dan } V_T = V_R = 60 \text{ km/sn}, V_T = 4.75 \times \frac{\mu''}{p''} \rightarrow p'' = 0.5925$$

Uyg 11) Herhangi bir yıldızın görünüm doğrultusuyla 60° lik açı yapan uzaklaşma yönünde 200 km/sn lik bir hızı olsa, böyle bir yıldızın tayfında $4800 \text{ \AA}$ dalga boylu bir çizgi hangi dalga boylunda ölçülür?

Çözüm:



$$V = 200 \text{ km/sn}$$

$$\cos 60^\circ = \frac{V_R}{V} \rightarrow V_R = V \cdot \cos 60^\circ$$

$$\cos 60 = 0.5 \quad V_R = 100 \text{ km/sn}$$

$$\frac{\Delta \lambda}{\lambda} = \frac{V_R}{c} \rightarrow \frac{\Delta \lambda}{4800} = \frac{100}{300000}$$

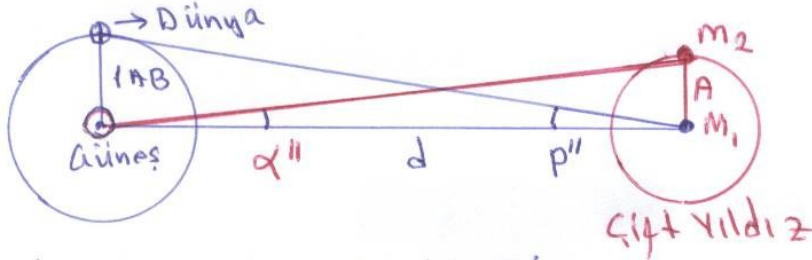
$$\Delta \lambda = 1.6 \text{ \AA}$$

$$\begin{aligned} \text{Gözlenen } \lambda &= \lambda(\text{lab}) + \Delta \lambda \\ &= 4800 + 1.6 \\ &= 4801.6 \text{ \AA} \end{aligned}$$

Yıldız uzaklaşıyor. Çizgi kırmızıya kaymıştır.

DİNAMİK PARALLAKS:

Çift yıldız sistemlerine uygulanan bir metoddur çift yıldız sisteminin uzaklığı bulunur,

**3. Keplerin Genel Denklemi**

$$\frac{a^3}{p^2} = \frac{G}{4\pi} (M_{\odot} + M_{\oplus})$$

Denklemi önce Güneş-Dünya sistemine uygulayalım.

$a \rightarrow$ Dünya-Güneş mesafesi (AB biriminde)

$p \rightarrow$ Periyot (1 yıl biriminde)

Önce $M_{\odot} \gg M_{\oplus}$ olduğundan $M_{\oplus}$ ihmal edilebilir,

$M_{\odot} \rightarrow$ Güneş kütlesi (birim olarak) alınırsa, denklem

$\frac{1}{1} = \frac{G}{4\pi} = 1$ kabul edilebilir. O halde çift yıldızın yıldızlararasıdaki uzaklık AB biriminde, sistemin periyodu p , yıl biriminde $M_1 + M_2$ sistemin kütle toplamı $M_{\odot}$ biriminde alınırsa,

$$p'' = \frac{AB}{d} \rightarrow p'' = \frac{1}{d} \rightarrow d = \frac{1}{p''}$$

$$\alpha'' = \frac{A}{d} \rightarrow d = \frac{A}{\alpha''} \rightarrow \frac{A}{\alpha''} = \frac{1}{p''} \text{ den } A = \frac{\alpha''}{p''}$$

$$\frac{A^3}{p^2} = M_1 + M_2 \rightarrow \frac{(\alpha''/p'')^3}{\text{periyot} \leftarrow p^2} = M_1 + M_2 \text{ den}$$

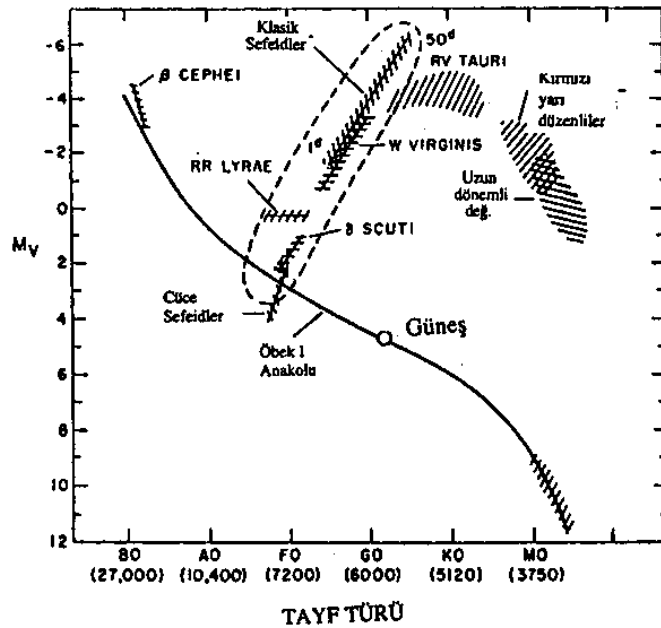
$$p'' = \frac{\alpha''}{\sqrt[3]{p^2 \cdot (M_1 + M_2)}}$$

bulunur. Bu yöntemle bulunan parallaxtaki hata $\sim 5\%$ civarındadır.

CEPHEİ DEĞİŞEN YILDIZLARINDAN UZAKLIK TAYİNİ

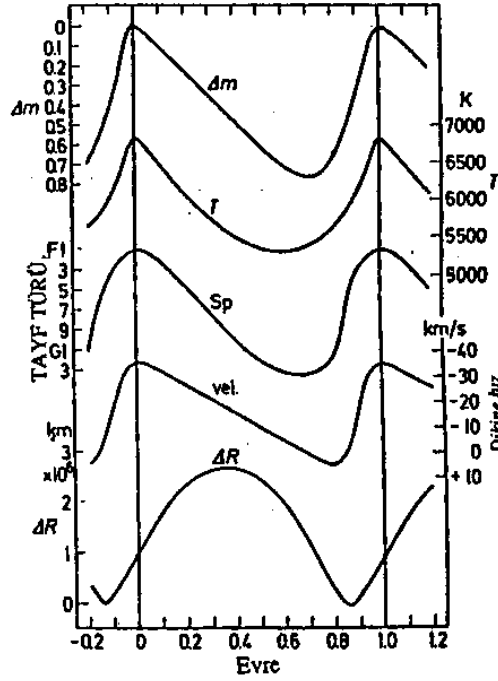
Cephei değişen yıldızları, bünyesel değişim gösteren yıldızlardır. Zonklayan yıldız türündendirler. Periyodik olarak parlaklıkları artmakta ve azalmaktadır. Ancak kendi aralarında Pop I ve Pop II adlı iki ana sınıfa ayrılmaktadırlar. Her sınıfında alt sınıfları vardır. Konumuz olan Klasik Cephei'ler (δ Cephei de denilir) Pop I türü değişenlerdir. Periyodları 1-50 gün arasında, genelde 5-10 gün arasında değişir. Mutlak kadirleri -2 ile -6 kadir arasındadır.

Bu tür yıldızların Mutlak parlaklıkları ile periyodları arasında bir bağıntı vardır.



Şekil 16.3. Zonklayan yıldızların farklı türlerinin renk parlaklık diyagramındaki konumları gösterilmektedir. Zonklayan yıldızların başlıca grupları Sefeid kararsızlık kuşağı denilen köşegensel bir sıra üzerine düşerler. Uzun dönemli Mira değişenleri ve düzensiz değişen RV Tauri yıldızları ile δ Cephei yıldızları diyagramın üst tarafında sabit bir ısıtma kuşağında yer alırlar. Bu yıldızların zonklama kurguları daha anlaşılamamıştır. (Cox 1980'den.) , KAYNAK NO: 8

Cephei yıldızlarının bu özelliklerinden dolayı samanyolu gökadamızın dışındaki Klasik Cephei'ler yardımı ile ilgili gökadamızın uzaklığı tespit edilebilir. Klasik Cepheiler F ve G tayf türünden üst dev yıldızlardır.



Şekil 16.4. δ Cephei'nin görünür görsel parlaklık, etkin sıcaklık, tayf türü ve dikine hızlarının gözlenen değişimleri evrenin fonksiyonu olarak gösterilmektedir. Altta ise zonklamadan kaynaklanan dikine hızların integrasyonu ile elde edilen yarıçaptaki değişimler görülmektedir (yıldızla ilişkin hız gözlenen hızlardan çıkarılmış olmalıdır). Yarıçapın, en büyük ve en küçük parlaklıklarda hemen hemen aynı olduğu görülmektedir. (W.Becker 1950'den.) KAYNAK NO: 8

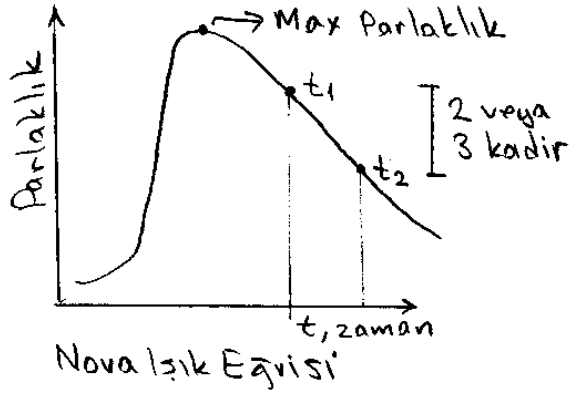
Pop I Cepheidlerinden $M_v = -1.7 - 2.5 \log P$
 Pop II Cepheilerden $M_v = 0.45 - 2.5 \log P$
 denklemlerinden (burada P, periyod gün biriminde) Mutlak parlaklık bulunur. Pogson denkleminde de $(m - M = 5 \log d - 5)$ d uzaklığı bulunur. Gözlemlerdeki hassasiyetin artması ve Cephei yıldızlarındaki doğru sınıflamalardan dolayı Klasik Cepheiler için Mutlak Parlaklık ve periyod bağıntısında ufak tefek değişiklikler olmuştur. Enson bağıntı $M_v = -1.43 - 2.81 \log P$ dir.

Yard. Doç. Dr. Hulusi GÜLSEÇEN

İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

NOVA VE SÜPERNOVALARDAN UZAKLIK TESPİTİ

Nova ve Süpernovalar aniden çok şiddetli olarak parlaklıklarını arttıran ve sonrasında daha yavaş sürede (gün, ay, yıl mertebesinde) eski parlaklığına dönen yıldızlardır. Kendi aralarında parlaklık şiddeti ve sönümlenme sürelerine göre birçok alt sınıflara ayrılırlar. Novalar genelde çift yıldız sistemidirler ve çoğunlukla belirli sürelerle ışık şiddetlerini arttıırırlar. Süpernovalar ise tek yıldızlardır ve bir yıldızın ölümüdür. Patlama anında parlaklık çok artar. Bu nedenle Novaların ve süpernovaların samanyolunda ve diğer gök adalarında gözlenmesi çok önemlidir. Süpernova olaylarının samanyolunda 100 yılda bir olduğu tahmin edilmektedir.



Bir nova patlaması yakalanırsa, ışık eğrisinin iniş kolundaki 2 veya 3 kadirlik parlaklık azalma süresi ile Novanın Maksimum Mutlak parlaklığı arasındaki bağıntıdan ve m biliniyorsa uzaklığı tespit edilebilir.

$$\Delta t = t_2 - t_1 \Rightarrow 2 \text{ kadir için } M_v = -11.32 + 2.55 \log \Delta t (\text{gün})$$

$$\Delta t = t_2 - t_1 \Rightarrow 3 \text{ kadir için } M_v = -11.3 + 2.3 \log \Delta t (\text{gün})$$

dür. Süpernovalarda ise M_v yaklaşık olarak $M_v = -19.3$ kadirdir. Bu nedenle galaksilerdeki süpernovalar, samanyolundaki süpernovalarla mukayese edilerek uzaklıklar tespit edilebilir.

13.9.12) Uzaklığı 19.1 Mpc olan NGC 4414 gökadasında, dönemi 5.36634 gün olan bir Klasik Cephei değişeninin görünen parlaklığı nedir?

Çözüm: $d = 19.1 \text{ Mpc}$

$P = 5.36634 \text{ gün}$

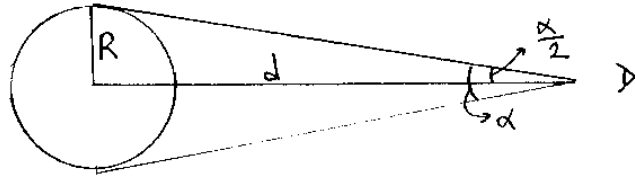
$m = ?$

$M_v = -1.43 - 2.81 \log P$ den

$M_v = -3.48$ bulunur.

$m_v - M_v = 5 \log d - 5$ bağıntısından $m = 27.92$ bulunur.

YILDIZLARIN YARIÇAPLARININ BULUNMASI

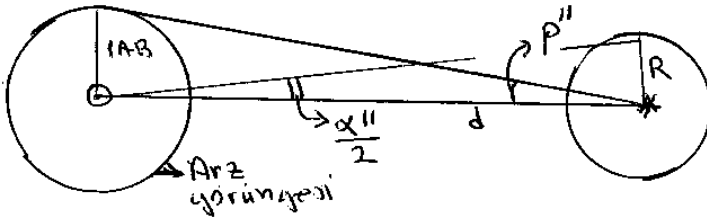


Bir yıldızın capını bulmak zor bir iştir. Yukarıdaki şekilde

$R \rightarrow$ Yıldızın çizgisel yarıçapı,

$\alpha'' \rightarrow$ Yıldızın acisal capıdır, yani görünen capı.

Uzaklık d bilinmiyorsa yıldızın çizgisel capı bulunamaz. Ama acisal cap ölçülebilir. Acisal cap ölçülür, uzaklık bilinmiyorsa çizgisel cap bulunabilir. Bu çizgisel cap, güneşin capı cinsinden ifade edilebilir.



$R_{\odot} \rightarrow$ Güneşin yarıçapı ise $1AB = 2 \times 10^7 R_{\odot}$

parallaks $p = \frac{1AB}{d}$ (radyan) $\rightarrow p = \frac{2 \times 10^7 R_{\odot}}{d}$

$R_{\odot}$, birim olarak alınır ise yani $R_{\odot} = 1$ ise

$p = \frac{2 \times 10^7}{d} \rightarrow p'' = 206265 \times \frac{2 \times 10^7}{d}$ saniye olur.

$\frac{\alpha}{2} = \frac{R}{d}$ (radyan) olduğundan $(\frac{\alpha}{2})'' = 206265 \times \frac{R}{d}$ olur ve

$$\frac{p''}{(\frac{\alpha}{2})''} = \frac{206265 \times \frac{2 \times 10^7}{d}}{206265 \times \frac{R}{d}} \text{ den } \frac{p''}{\alpha''} = \frac{10^7}{R}$$

$R = 10^7 \cdot \frac{\alpha''}{p''}$ bulunur. Burada R , güneş yarıçapı birimindedir.

Ancak α'' arasal çapı teleskoplarla ölçmek çok zordur. Yıldızların uzaklığından dolayı, çok büyük teleskoplarla bile bu çapı ölçmek zordur. Bunu teleskobun ayırma gücü ile karşılaştıralım.

Ayırma gücü $= 1.22 \frac{\lambda}{f}$ Burada $f \rightarrow$ ayna çapı
 $\lambda \rightarrow$ ışığın dalga boyu ($\text{\AA}$)
 Örneğin, $\lambda = 5000 \text{\AA}$ için ayna çapı $f = 5\text{m}$ olan bir teleskop
 kaç arasal uzaklığı ayırt edebilir.

Çözüm: $f = 5\text{m} = 500\text{cm}$, $\lambda = 5000 \text{\AA}$ den

$$\theta = 1.22 \times \frac{5000 \times 10^{-8}}{500} \rightarrow \theta = 1.22 \times 10^{-7} \text{ radyan yani}$$

$$\theta = 206265 \times 1.22 \times 10^{-7} \approx 0.02 \text{ açı saniyesidir.}$$

AGER YILDIZI BİR KARACİSİM OLARAK DÜŞÜNÜRSEK, RENK İNDEKSİ VE RENK SICAKLIĞI VASITASIYLA ARSAÇAPLAR ÖLÇÜLEBİLİR. Bu işlem için Güneşe ait değerler kullanılır. Bu yöntem en kolay ve basitçe Arasal çap ölçme yöntemidir.
 $T \rightarrow$ renk sıcaklığı ve

$$M_V = 0.10 - 5 \log R + \frac{28200}{T} - 0.01 \Rightarrow M_V = V$$

$$M_B = -0.46 - 5 \log R + \frac{35300}{T} - 0.01 \Rightarrow M_B = B$$

Burada M ler V ve B filtrelerindeki mutlak parlaklıklardır, NOT: Yukarıdaki iki bağımlı ilerki deislerde işlenecektir.

Bu iki denklemden

$$T = \frac{7100}{(B-V) + 0.56} \text{ bulunur.}$$

Bu T değeri M_V ve M_B 1 denklemlerde yerine konur, düzenlenirse,

$$\log R = 0.79(B-V) - 0.20M_V + 0.46 \quad \text{ve}$$

$$\log R = 0.99(B-V) - 0.20M_B + 0.46 \quad \text{bulunur.}$$

Yıldızın renk indeksini ($m_{pg}-m_v$ veya $M_{pg}-M_v$ veya $B-V$ veya M_B-M_V) değerlerini veya V ve B filtrelerindeki Mutlak

kadınlarını (M_V, M_B) biliyorsak üstteki bağıntılardan ÇİZGİSEL ÇAPLARINI bulabiliriz. Bu çap, güneş birimindedir.

HATIRLATMA: Renk İndeksi (RI) = Renk Ölçeği (RO) aynı şey.

Ancak bizim amacımız AÇISAL ÇAP bulmak idi, o zaman m_v ve m_B değerleri öletsük, birde yıldızın paralaksını biliyorsak

$$M_v - m_v = 5 + 5 \log p'' \rightarrow M_v = m_v + 5 + 5 \log p'' \quad \text{bu değeri}$$

$\log R = 0.79(B-V) - 0.20M_v + 0.46$ bağıntısında yerine koyalım. Diğer taraftan güneşin yarıçapı $c_{\odot}$ ninden çizgisel çap $R = \frac{107 \alpha''}{p''}$ idi. Bu değeride ($\log R$) denkleminde

yerine koyarsak

$$\log \left(\frac{107 \alpha''}{p''} \right) = 0.79(B-V) - 0.20(m_v + 5 + 5 \log p'') + 0.46$$

düzenlersek

$$\log \alpha'' = 0.79(B-V) - 0.20m_v - 2.57$$

ve benzer şekilde

$$\log \alpha'' = 0.99(B-V) - 0.20m_B - 2.57$$

bulunur,

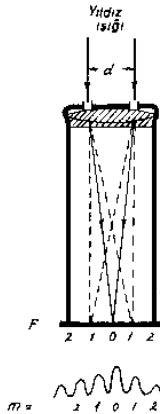
NOT; Bir yıldızın T_e (etkin sıcaklığı) ve M_{bol} (Bolometrik mutlak parlaklığı) biliniyorsa,

$\log R = -2 \log T_e - 0.2 M_{bol} + 8.48$ denkleminde de yıldızın R çizgisel çapı, güneş çapı biriminde bulunabilir,

INTERFEROMETRİK YILDIZ ÇAPLARI TAYİNİ

Yıldızların çaplarını, teleskopların odakından veya fotoğraf plaklarından ölçmek çok zordur. Çünkü yıldızların uzaklıkları çok fazladır. Örneğin 1 pc uzaklıkta 1 AB çaplı (109 R₀, güneş yarıçapı) sanal bir yıldızın açısal çapı 1" dir. Halbuki en yakın yıldız bile 1 pc den çok uzaktır. Ayrıca yıldız diskleri yer atmosferinin ışıyı saçmasından dolayı düzgün olarak alıcılara düşürülemezler. (saçılma 0,1 dolayındadır.)

Fizikçi A. Fizeau çift yıldızları ayırt etmek için bir yöntem geliştirdi. Teleskopun merceğinin önüne Young delikleri denilen iki delikli bir kapak yerleştirerek, kaynaktan gelen ışığı bu deliklerden geçirerek bir girişim oluşturdurdu.



(Şekil 5-7) Fizeau girişimcisi (interferometre) Teleskop önüne konan iki yarık, odak düzleminde girişim saçakları denilen parlak-karanlık şeritler oluşturur. Şeritlerin parlaklık dağılımı dalgaları ile belirtilmiştir (yarıklar ve şeritler şekil düzlemine diktir). KAYNAK NO: 6

Sonuçta objektifte birbirini tatıp eden parlak ve karanlık şeritler (veya halkalar) elde etti. Oluşan bu girişim saçaklarının gelen ışığın dalga boyunu ve young delikleri arasındaki uzaklığa bağlı olduğunu, delikler arası mesafenin değiştirilmesi ile de girişim saçaklarının değiştiğini fark etti.

Young deliklerinin varlığı, kullanılan teleskobun ayırma gücünü arttırmıştır.

Karşılaştırma:

10 cm çaplı bir teleskopun ayırma gücü $\rho'' = \frac{11.7}{D(\text{cm})} \rightarrow \rho'' = 1.17$
Young delikleri arasında 10 cm olan bir düzeneğe ise,

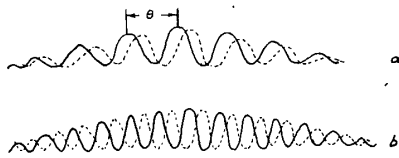
$$\rho'' = \frac{n\lambda}{2d}, (n=1,2,3,...) \text{ formülünde } n=1, \lambda=5600\text{\AA} \text{ için}$$

$\rho'' = \frac{1 \times 56 \times 10^{-6} \text{ cm}}{2 \times 10 \text{ cm}} \rightarrow \rho'' = 0.56$ olur. Neredeyse 10 cm çaplı bir teleskopun ayırma gücünden iki kat fazla.

Ancak bu düzeneğe ve düşünce yani Fizeau'nun fikri, E. Stephan tarafından denenmiş başarılı olunamamıştır (Suçlu, young delikleri arasındaki uzaklığın küçük tutulması idi).

Aynı yöntemi A. Michelson, büyük teleskoplara teleskopun çapından (ayna veya mercek çapından) daha büyük young delikleri kullanarak (aynalar vasıtasıyla) oluşturdu. Örneğin 254 cm çaplı teleskopun önüne 610 cm aralıklı young delikleri olan bir düzeneğe kurdu ve elde ettiği ayırma gücü için ise yeni bir formül türetti.

$$\theta = 1.22 \times \frac{\lambda}{d} \text{ burada } \theta, \text{ yıldızın açısal çapıdır.}$$

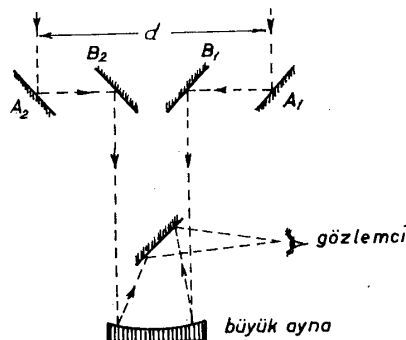


(Şekil 5-8)

Bir çift yıldızın çift yarıktan verdiği girişim saçakları. Düz çizgi başyıldızın, kesikli çizgi yoldaşın verdiği saçakların parlaklık dağılımı.

- Yoldaşın açısal uzaklığı $\rho \neq \theta/2$
- Yoldaşın açısal uzaklığı $\rho = \theta$

KAYNAK NO: 6

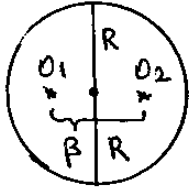


(Şekil 5-9)

Michelson girişimcisi.

İnterferometre ile elde edilen girişim olayı ve analizi, çift yıldızlarda, birbirine çok yakın yıldızlarda ve tek yıldızların çaplarının ölçülmesinde kullanılır. Ancak büyük young deliği aralıklarına ve büyük teleskoplara ihtiyacı vardır. Uzun dalga boylarında (özellikle Radyo Astronomi) çok sıklıkla kullanılan bir yöntem dir.

Tek yıldızların yarıçaplarının ölçümünde Michelson interferometresinin kullanılmısındaki esas şu şekilde özetlenebilir.



Yıldızı disk şeklinde tasvir edersek, ve merkezden çap boyunca ikiye ayırırsak, yıldızdan gelen ışık miktarını da ikiye ayırmış oluruz. Her yarımın ağırlıklı ışık merkezleri noktasal olarak O_1 ve O_2 dir. Bu durumda

yıldızdan gelen ışığı tek bir noktadan değil de O_1 ve O_2 noktalarından geldiğini düşünelim. Bu durumda O_1 ve O_2 nokta-

Michelson girişimölçeriyle ölçülen açısal çaplar.

Yıldız	Tayf Türü	Mercekler arasındaki D uzaklığı (metre)	Açısal Çap θ_{UD}^2 (yay saniyesi)
α Bootis	K0 III	7.3	0.020
α Tauri	K5 III	7.3	0.020
α Orionis	M0 III	3.0	0.047 (değişen)
β Pegasi	M5 III	6.7	0.021
α Herculis	M8 III	4.9	0.030
α Ceti	M7 III	3.0	0.047 (değişen)
α Scorpii	M0 III	3.7	0.040

1. Tayf türleri 10. Bölümde tartışılacaktır.

2. Bu açısal çap eş parlaklık dağılımlı diske karşılık gelmektedir. Güneşte gözlemlendiği gibi (bkz. Cilt 2) bütün yıldızların kenarlarının merkezlerine göre daha sönük olması beklenir. Gerçek açısal çap belki biraz daha büyüktür.

KAYNAK NO: 8

tanından gelen ışık, d (young delikleri arası uzaklık) değeri değiştirilerek düzgün bir dağılım (dalga boyları üstüste gelecek şekilde) elde edilmeye çalışılır.

Yani,

Düzgün dağılan bir parlaklık elde edilmiş ise,

$$\beta = 0.41 \times \alpha, \quad \beta = \frac{\lambda}{2d} \rightarrow \alpha'' = 1.22 \times \frac{\lambda}{d} \text{ bağıntı-}$$

sından,

Disk'te (yıldızda) kenar kararması varsa,

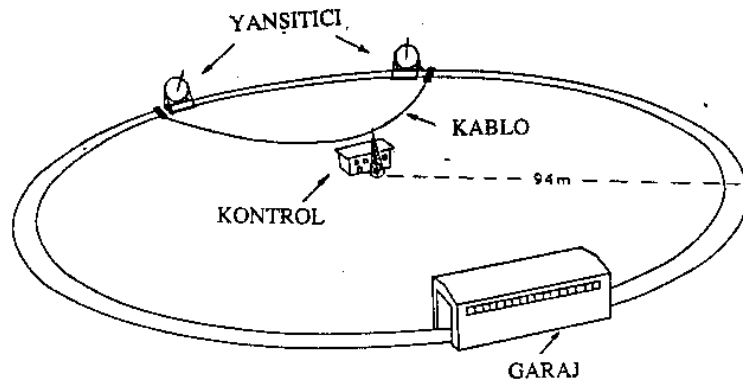
$$\beta = 0.35 \alpha, \quad \beta = \frac{\lambda}{2d} \rightarrow \alpha'' = 1.43 \times \frac{\lambda}{d} \text{ bağıntısından}$$

yıldızın açısal çapı bulunur.

Michelson interferometresi uzun dalga boylarına doğru çok iyi sonuçlar verdiğinden büyük açısal çaplara sahip soğuk üst devlerin açısal çap ölçümünde kullanılırlar.

HANBURY BROWN INTERFEROMETRESİ İLE YILDIZ ÇAPI ÖLÇÜMÜ

Bu sistem farklı bir ilke ile çalışır. Her aynanın girişim-ler ayrı ayrı ölçülürler. Dar bir dalga boylu aralığında girilebilir, ve girişimlerde uyum sağlanmaya çalışılır. Işığın kuantum ilkelerinden yararlanır.



Hanbury Brown girişimölçerinin genel planı gösterilmektedir. (Hanbury Brown 1974'ten.) KAYNAK NO: 8



Birbirine hemen hemen eşit frekanslı iki dalganın üst üste binmesi sonucu oluşan vuru olayı. Sonuç dalgasının genliğinin kendisi de bir dalgadır. KAY. NO: 8

Aynalara gelen fotonların momentumlarının uyumluluğunu bespiye sağlar. Çalışma prensibi aşağıdaki gibidir, (sayfa 38)

Hanbury Brown girişimölçeriyle Θ açısal çapları

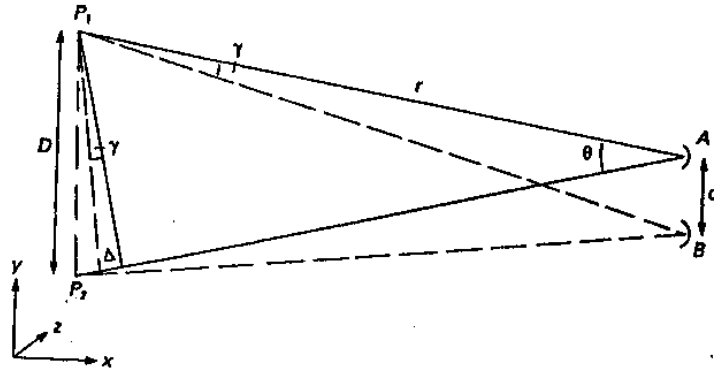
Yıldız ¹ No'su	Yıldız adı	Türü ²	Açısal Çap ³ (10^{-3} yay saniyesi) $\Theta_{LD} \pm \sigma$	Sıcaklık ⁴ [$T_e \pm \sigma$] / K
472	α Eri	B3 (Vp)	1.92 ± 0.07	$13\,700 \pm 600$
1713	β Ori	B8 (Ia)	2.55 ± 0.05	$11\,500 \pm 700$
1790	γ Ori	B2 (III)	0.72 ± 0.04	$20\,800 \pm 1300$
1903	ϵ Ori	B0 (Ia)	0.69 ± 0.04	$24\,500 \pm 2000$
1948	ζ Ori	O9.5 (Ib)	0.48 ± 0.04	$26\,100 \pm 2200$
2004	κ Ori	B0.5 (Ia)	0.45 ± 0.03	$30\,400 \pm 2000$
2294	β CMa	B1 (II-III)	0.52 ± 0.03	$25\,300 \pm 1500$
2326	α Car	F0 (Ib-II)	6.6 ± 0.8	$7\,500 \pm 250$
2421	γ Gem	A0 (IV)	1.39 ± 0.09	$9\,600 \pm 500$
2491	α CMa	A1 (V)	5.89 ± 0.16	$10\,250 \pm 150$
2618	ϵ CMa	B2 (II)	0.80 ± 0.05	$20\,800 \pm 1300$
2693	δ CMa	F8 (Ia)	3.60 ± 0.50	...
2827	η CMa	B5 (Ia)	0.75 ± 0.06	$14\,200 \pm 1300$
2943	α CMi	F5 (IV-V)	5.50 ± 0.17	$6\,500 \pm 200$
3165	ζ Pup	O5 (f)	0.42 ± 0.03	$30\,700 \pm 2500$
3207	γ^2 Vel	WC8 + O9	0.44 ± 0.05	$29\,000 \pm 3000$
3685	β Car	A1 (IV)	1.59 ± 0.07	$9\,500 \pm 350$
3982	α Leo	B7 (V)	1.37 ± 0.06	$12\,700 \pm 800$
4534	β Leo	A3 (V)	1.33 ± 0.10	$9\,050 \pm 450$
4662	γ Crv	B8 (III)	0.75 ± 0.06	$13\,100 \pm 1200$
4853	β Cru	B0.5 (III)	0.722 ± 0.023	$27\,900 \pm 1200$
5056	α Vir	B1 (IV)	0.87 ± 0.04	$22\,400 \pm 1000$
5132	ϵ Cen	B1 (III)	0.48 ± 0.03	$26\,000 \pm 1800$
5953	δ Sco	B0.5 (IV)	0.46 ± 0.04	...
6175	ζ Oph	O9.5 (V)	0.51 ± 0.05	...
6556	α Oph	A5 (III)	1.63 ± 0.13	$8\,150 \pm 400$
6879	ϵ Sgr	A0 (V)	1.44 ± 0.06	$9\,650 \pm 400$
7001	α Lyr	A0 (V)	3.24 ± 0.07	$9\,250 \pm 350$
7557	α Aql	A7 (IV,V)	2.98 ± 0.14	$8\,250 \pm 250$
7790	α Pav	B2.5 (V)	0.80 ± 0.05	$17\,100 \pm 1400$
8425	α Gru	B7 (IV)	1.02 ± 0.07	$14\,800 \pm 1200$
8728	α PsA	A3 (V)	2.10 ± 0.14	$9\,200 \pm 500$

1. Parlak yıldızlar kataloğu (Hoffleit ve Jaschek, 1982).

2. Parantez içindeki tayf türü ve ısıtımalar Bölüm 10 da tartışılacaktır.

3. Kenar kararım etkileri de gözönüne alınarak bulunan gerçek açısal çaplar.

4. Etkin sıcaklıklar Bölüm 8 de tartışılacaktır. KAYNAK NO: 8



Hanbury Brown girişimölçer geometrisinin şematik gösterimi: d iki ayna arasındaki uzaklık, D ise yıldızın kenarında iki nokta arasındaki uzaklıktır. Yıldızın uzaklığı r , açısal çapı θ dir. Yıldızdan bakıldığında aynalar arasındaki açısal uzaklık γ dir. Konsayı düzeneğimizin konumu da gösterilmiştir. KAYNAK NO: 8

burada,

$\nu \rightarrow$ gözlenen ışığın frekansı

$\lambda \rightarrow$ gözlenen ışığın dalga boyu

$\theta = \frac{D}{r}$ açısal çap

$D =$ Yaklaşık olarak yıldızın çizgisel çapı

$r =$ Yıldızın uzaklığı

$d =$ İki ayna arası uzaklık (Ayarlanabilir)

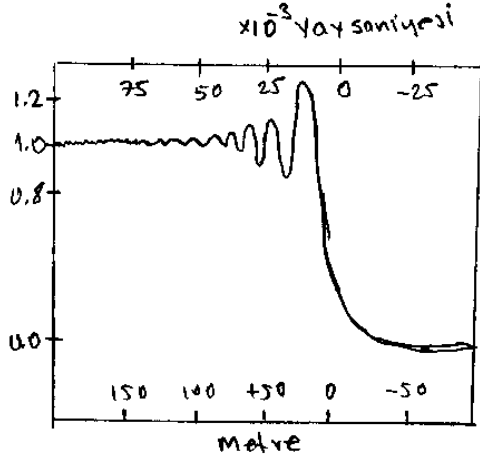
Sonuç;

$$\frac{D}{r} \leq \frac{\lambda}{d} \sqrt[3]{\frac{\nu}{\Delta \nu}}$$

Hanbury Brown interferometresi ile küçük açısal çaplı parlak yıldızların açısal çapları ölçülür. Bu yıldızlar parlak sıcak anahtar yıldızlarıdır. (Sayfa 37 detel çizelge)

Geç tayf türü dev yıldızlarda iyi sonuç vermemektedir.

AY ÖRTMESİ İLE AÇISAL ÇAP TESPİTİ



KAYNAK NO:12

Ayın gölgesini, tutulum düzlemi ile $\pm 5^\circ$ lik açı yapar. Ay, bu 10° lik tutulum yolunda bulunan bazı yıldızları örter. Örtme olayı yandaki şekilde olduğu gibi yavaş yavaş olur. Yıldızın ışığı zayıflayarak yok olur. Ay ortalama olarak 4 saniyede $0.5''$ lik yol alır. Bu nedenle örtülme çok kudur. Büyük teleskoplar kullanılmalıdır. Bu yöntemle parlak yıldızların açsal

çapları ölçülebilir. Givisim, farklı dolgu boylarının üstünde birimisi ile olur.

Ridgway, Wells ve Joyce (1977)'a göre ay örtmelerinden ölçülen kimi açsal çaplar.

HR No ²	Yıldız	Tayf türü ³	B-V	m_v	Θ_{LD}^1 10^{-3} yay san.	π yay san.	$R/R_\odot$	T_e
2286	μ Gem	M3III	1.64	2.88	13.65	0.020	73.2	3650
867	RZ Ari	M6III	1.47	5.91	10.18	0.014	78.0	3160
1977	Y Tau	C5II	3.03	6.95	8.58	?	?	?
5301		M2III	1.72	4.91	4.41	0.012	39.4	4040 ⁴
4902	ψ Vir	M3III	1.60	4.79	5.86	0.021	29.9	3530
7150	ξ^2 Sgr	K1 III	1.18	3.51	3.80	0.011	37.1	4210
9004	TX Psc	C5II	2.60	5.04	9.31	-0.004	?	?
3980	31 Leo	K4III	1.45	4.37	3.55	?	?	4000
7900	v Cap	M2III	1.66	5.10	4.72	0.019	26.6	3440

1. Diskin kenar kararması gözönüne alınarak
2. Hoffleit ve Jaschek (1982)'in Parlak Yıldızlar kataloğundaki numara
3. Parlak yıldızlar kataloğundan
4. BC = 2.0 varsayarak.

KAYNAK NO:18

Yard. Doç. Dr. Hulusi GÜLSEÇEN

İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

SPECKLE INTERFEROMETRESİ İLE AÇISAL ÇAP TAYİNİ

Yer yüzünden yapılan tüm yıldız gözlemlerinde yer atmosferinin olumsuz etkileri vardır ve bu etki yok edilmez (atmosfer etkisi, sonuçlara ilave edilir). Özellikle farklı atmosfer katmanları yıldızın ışığını difraksiyona uğratar.

Bu nedenle farklı zamanlarda fotoğraf alınmış birçok görüntüdeki görüntüler toplanır, ortalaması alınır ve Fourier yöntemi ile baskın frekans bulunmaya çalışılır.

Bu sistemde hem tek yıldızların yarıçapları hem de çoklu sistemlerdeki yıldızlararası uzaklığı tespit edebiliriz.

Tayfsal çift yıldızlarda radyal hızların tespiti yapılmış ise çiftlerin kütleleri de tespit edilebilir. Ayrıca yıldızlara ait etkin süratlik (T_e) da bulunabilir.

Açısal çap ölçümlerindeki hata %10 kadardır. Eğer bu yöntemle etkin süratlik bulabilirsek bundaki hata 100-400 K arasındadır.

Bu yöntemle Betelgeuse (α Ori) nin üç yıldızlı bir sistem olduğu tespit edilmiştir.

UYG. 13) Etkin sıcaklığı 9630 K olan bir yıldızın yarıçapı güneşinkinin 1.77 katıdır. Yer atmosferi dışından alınan akı yoğunluğu $1.12 \times 10^4 \text{ erg/cm}^2 \cdot \text{sn}$ dir. Yıldızın ışıınım gücü $9.44 \times 10^{34} \text{ erg/sn}$, yıldızın bolometrik düzeltmesi 0.15 ve Güneşin bolometrik parlaklığı 4.72 dir. Buna göre yıldızın görünen parlaklığı nedir? (Stefan-Boltzmann sabiti $\sigma = 5.67 \times 10^{-5} \text{ erg/cm}^2 \cdot \text{sn} \cdot \text{K}^4$)

Çözüm:

Bilinenler

$$T_e = 9630 \text{ K}$$

$$R_* = 1.77 R_\odot$$

$$F_* = 1.12 \times 10^4 \text{ erg/cm}^2 \cdot \text{sn}$$

$$L_* = 9.44 \times 10^{34} \text{ erg/sn}$$

$$BC_* = 0.15$$

$$M_{bol\odot} = 4.72$$

$$m_* = ?$$

İhtiyaçlar

$$R_\odot = 7 \times 10^{10} \text{ cm (biliniyor)}$$

$$T_{e\odot} = 5800 \text{ K (biliniyor)}$$

$$F_\odot = ?$$

$$L_\odot = ?$$

$$d_* = ?$$

$$M_* = ?$$

$$F_\odot = \sigma \cdot T_{e\odot}^4 \rightarrow F_\odot = 5.67 \times 10^{-5} \times (5800)^4 \rightarrow F_\odot = 6.4 \times 10^6 \text{ erg/cm}^2 \cdot \text{sn}$$

$$L_\odot = 4\pi R_\odot^2 \cdot F_\odot \rightarrow L_\odot = 4 \times 3.14 \times (7 \times 10^{10})^2 \times (6.4 \times 10^6) \text{ erg/sn}$$

$$L_\odot = 3.44 \times 10^{33} \text{ erg/sn bulunur.}$$

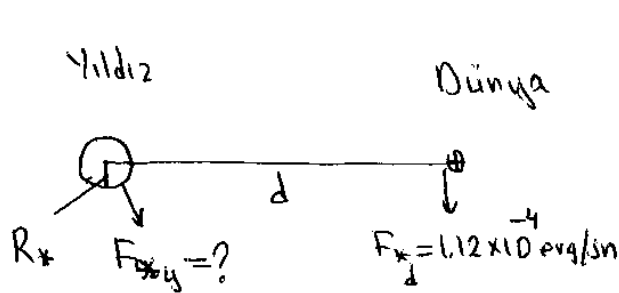
$$M_{bol*} - M_{bol\odot} = -2.5 \log \frac{L_*}{L_\odot}$$

$$M_{bol*} = 4.72 - 2.5 \log \frac{9.44 \times 10^{34}}{3.44 \times 10^{33}} \rightarrow M_{bol*} = 1.28$$

$$M_* = M_{bol*} + BC_* \rightarrow M_* = 1.28 + 0.15 \rightarrow M_* = 1.43$$

bulunur.

$m-M = 5 \log d(\text{pc}) - 5$ paragon formülünden d uzaklığının bulunması gerekmektedir.



$F_{*y} \Rightarrow$ Yıldızın yüzeyinden 1 cm^2 den 1 sn de çıkan akıdır.

$F_{*d} \Rightarrow$ Yıldızdan d uzaklıkta yer almış 1 cm^2 ye 1 sn de düşen akıdır.

Akı, uzaklığın karesi ile ters orantılı olarak değişir, yani

$$\frac{F_{*y}}{F_{*d}} = \frac{d^2}{R_*^2} \quad \text{ve} \quad F_{*y} = \sigma \cdot T_{*e}^4 \quad \text{olduğundan}$$

$$F_{*y} = 5.67 \times 10^{-5} \cdot (9630)^4 \rightarrow F_{*y} = 4.87 \times 10^{11} \text{ erg/cm}^2 \cdot \text{s} \text{ bulunur,}$$

$$\frac{4.87 \times 10^{11}}{1.12 \times 10^{-4}} = \frac{d^2}{(1.77 \times 10^{10})^2} \rightarrow d = 8.17 \times 10^{18} \text{ cm} \text{ bulunur.}$$

$$1 \text{ pc} = 206265 \text{ AB idi,} \\ = 206265 \times 1.5 \times 10^{13} \text{ cm} \rightarrow 1 \text{ pc} = 3.09397 \times 10^{18} \text{ cm}$$

$$d = \frac{8.17 \times 10^{18}}{3.09397 \times 10^{18}} \rightarrow d = 2.64 \text{ pc} \text{ bulunur.}$$

$$m_* - M_* = 5 \log d - 5 \rightarrow m_* = 1.43 + 5 \log 2.64 - 5$$

$$\boxed{m_* = -1.46} \text{ bulunur.}$$

YILDIZLARIN YÜZEY SICAKLIKLARIN KISA TANIMLARI :

Bir yıldızın yüzey sıcaklığı demek, yıldızın gözleyebileceğimiz tabakanın sıcaklığı demektir. Kullanılan yöntem ve amaç göre farklı farklı sıcaklık tanımları yapılır. Kıssaca bunlar:

- 1) **Renk Sıcaklığı (T_c)** : Yıldızın ışıınının belirli bir dalga boyunda veya dalga boyu aralığındaki enerji dağılımından elde edilen sıcaklıktır. Planck ve Wien denklemlerinden elde edilen sıcaklıktır.
- 2) **Etkin (Efektif) Sıcaklık (T_{ef})** : Yıldızın tüm dalga boylarını içeren ışıınımından elde edilen sıcaklıktır. Yıldızla ait gerçek sıcaklık olarakta adlandırılır. Başka bir ifade şeklinde şudur; Herhangi bir yıldızın verdiği ışıınım enerjisine eş değerli enerji veren kara cisim sıcaklığına etkin sıcaklık denir, Stefan-Boltzmann kanunundan elde edilebilir. Doğrudan doğruya bolometrik parlaklığa bağlıdır.
- 3) **Parlaklık Sıcaklığı (T_b)** : Birim saniye de birim yüzeyden birim dalga boyu aralığında gelen ışıının şiddeti. Stefan-Boltzmann kanunundan bulunabilir.
- 4) **Eksitlenme Sıcaklığı (T_{eks})** : Belli bir hacim biriminde belirli bir eksitlenme merkezindeki atomların, başka bir eksitlenme merkezindeki atomlara oranından hesaplanan sıcaklıktır. (Boltzmann bağıntısından bulunur.)
- 5) **İyonlaşma Sıcaklığı (T_{ion})** : Belli bir hacim biriminde belirli bir iyonlaşma merkezindeki atomların sayısının, bir başka (bir önceki seviyedeki) iyonlaşma merkezinde bulunan atomların sayısına oranından hesaplanan sıcaklıktır. (Saha bağıntısından bulunur.)
- 6) **Elektron Sıcaklığı (T_{elek})** : Elektronların kinetik enerjilerine karşılık gelen sıcaklıktır. Elektron bariyerinden bulunur. $P_e = N_e \cdot k \cdot T_{elek}$.

Gök cisimleri tam bir karacişim ışıını yayanlamış olsalardı, o zaman yukarıda tanımlanan tüm sıcaklıklar birbirlerine eşit olurdu. Tüm yıldızlar için yukarıda tanımlanan bağıntılar ve sıcaklıkların kullanılması doğru değildir. Bunların kullanılabilmesi için bazı koşullara ihtiyaç vardır. Bu koşullar şunlardır?

- 1) Termodinamik Denge Koşulları
- 2) Lokal Termodinamik Denge Koşulları

Yıldızın yüzey kısmında bir hacim gözönüne alalım. Bu hacim belirli bir sıcaklıktadır. Bu sıcaklık zamanla değişmez. Bu hacim içinde atomlar vardır. Aynı bir atomun farklı iki iyonlaşma mertebesinde olan atomlarını aldığımız takdirde, örneğin 100 adet $Fe II$ atomu alındığında, atomlar devamlı enerji alarak ve zaman ilerlerken nötral atomların ve iyonlaşmış atomların relatif miktatları korunmaktadır. Aynı olay eksitlenme merkezindebi atom ve iyonlar içinde geçerlidir. Aynı olay molekül oluşumu ve bozulması içinde geçerlidir.

Belli bir hacim içinde örneğin N tane Oksijen molekülü ve N tane de Oksijen molekülü olsun. Bunların birleşmesiyle de N adet (OH) molekülü olsun.

$$\frac{N(O) * N(H)}{N(OH)} = \text{sabit}$$

Bu hacim içersindeki atom, elektron ve moleküllerin hareketleri (hızları) farklı olsada, genel hız dağılımı değişmez.

Bu hacim biriminde Termodinamik Dengenin Bulunması için?

- 1) Farklı iyonlaşma mertebesindeki atomların relatif sayılarının zamanla değişmemesi ve bu miktarların Saha iyonlaşma bağıntısının bu hacim biriminde geçerli olması gerekir.
- 2) Bu hacim içindeki farklı eksitlenme mertebesindeki atom ve iyonların relatif sayılarının değişmemesi ve Boltzmann bağıntısını sağlaması gerekir.
- 3) Farklı elementlerin birleşmesiyle meydana gelen moleküllerin relatif sayıları zamanla değişmemeli ve

$$\frac{N(A) \times N(B)}{N(AB)} = \text{sbt bağıntısı sağlanmalıdır.}$$

- 4) Bu hacim içindeki elektronların ve atomların hız dağılımının Maxwell hız dağılımı bağıntısını sağlaması gerekmektedir.
- 5) Saniyede, cm^2 den çıkan ısınım şiddetinin dalga boyuna göre değişiminin Planck bağıntısını sağlaması gerekmektedir.

Sıcaklık yıldızın iç kısımlarına gildikçe artar. Örneğin Si IV , Si III un bulunduğu tabakadan daha sıcak olan bir tabaka da bulunur. Zamanla eksitlenmiş atomlarla, iyonlaşmış atomların relatif miktarları değişmez. Çünkü bu tabakalar Lokal Termodinamik Denge dedirler.

Planck bağıntısı için MUTLAKA termodinamik denge koşullarının olması gerekir.

1, 2, 3 nolu sıcaklıklar için termodinamik denge, 4 ve 5, 6 nolu sıcaklıklar için lokal termodinamik denge koşullarının olması gerekir.

4, 5 ve 6 nolu sıcaklıklara Kinetik Sıcaklıklar da denir.