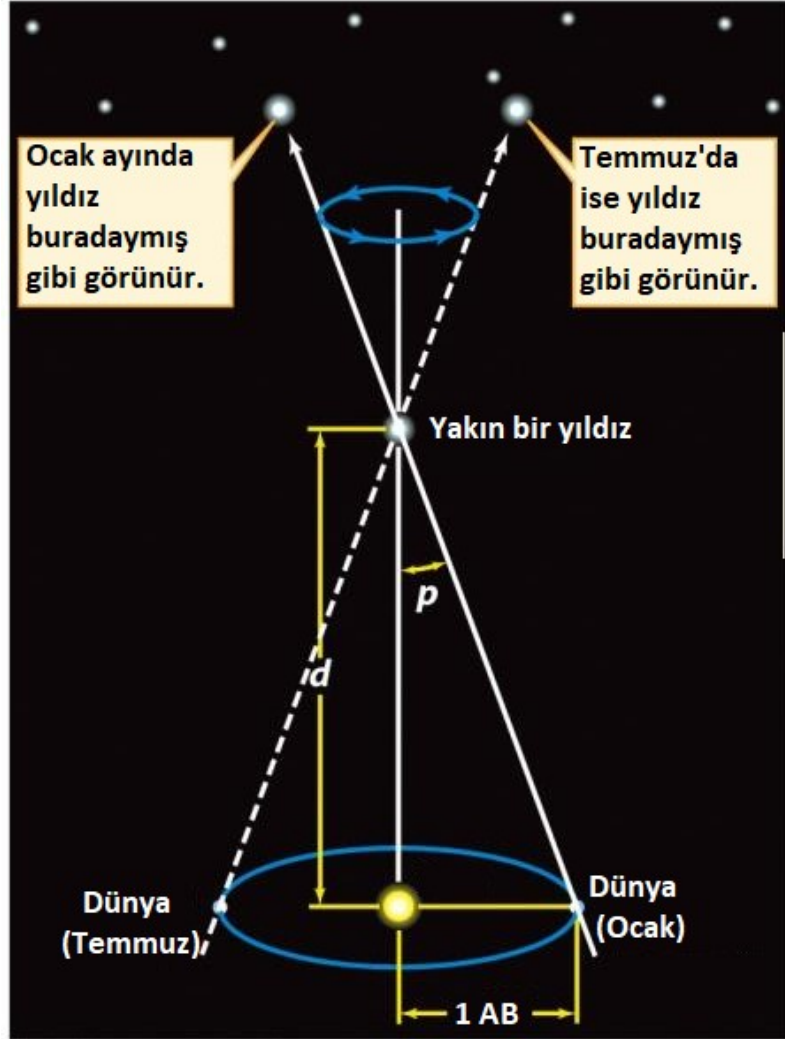




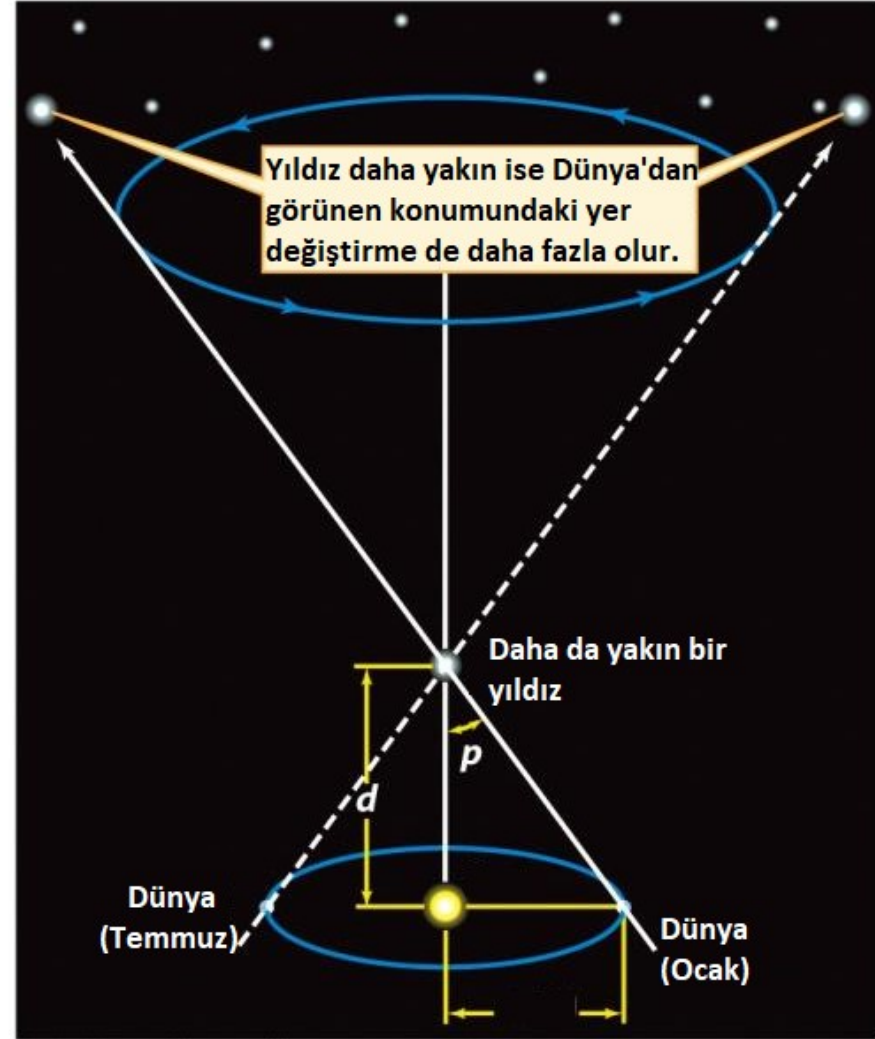
AST121 Astronomiye Giriş

Ders 7 : Yıldızların Doğası

Paralaks Açısı ve Yıldızların Uzaklıkları



(a) Yakın bir yıldızın paralaksı



(b) Daha yakın bir yıldızın paralaksı

Şekil 17-2
Universe, 10. Baskı

$$d [pc] = \frac{1}{p [yaysn]}$$

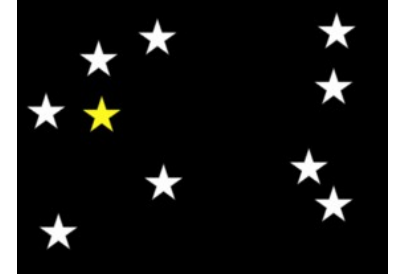
Yer-Güneş arasındaki mesafeyi (1 AB) 1" altında gören uzaklık 1 parsek ($d = 1 pc$) olarak tanımlanır.

Paralaks Ölçümlerinin Önemi

Friedrich William Bessel (pek de başarılı olmayan) ilk paralaks ölçümünü (61 Cygni yıldızı için 1/3") 1838'de gerçekleştirdi.

Proxima Centauri bize en yakın yıldız olduğu için paralaksı da en büyüktür (0.772") ($d [pc] = 1 / p'' = 1 / 0''.772 \rightarrow d \sim 1.30 pc$)

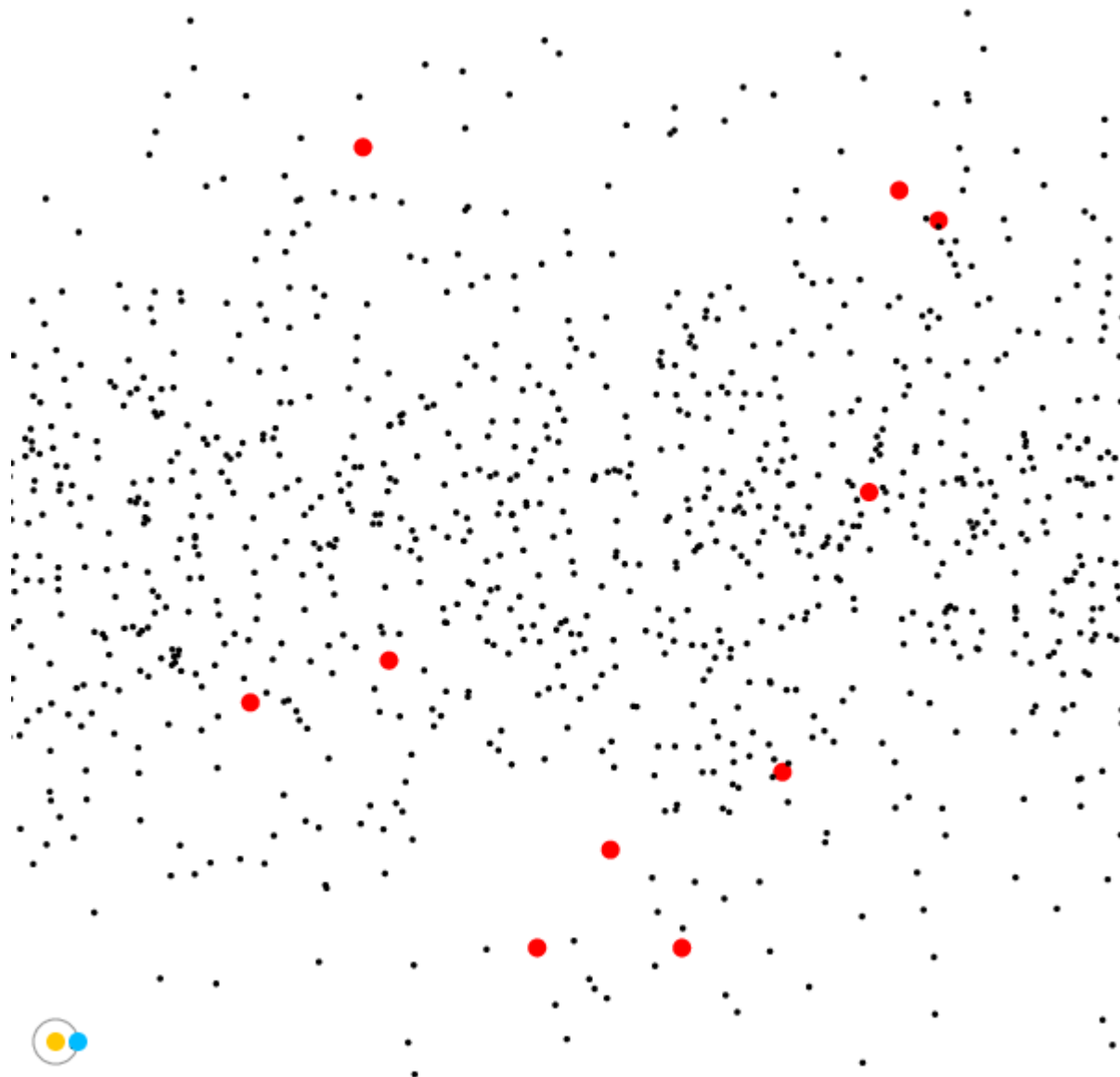
Bir başka yakın yıldız olan Barnard yıldızının paralaks açısı 0".547 (1.83 pc) olup, 1 pc ~ 3.26 ışık yılı olduğundan bize uzaklığı $1.83 pc \times 3.26 iy / pc = 5.92$ ışık yılıdır. Astronomlar uzaklıkları ışık yılı yerine parsek biriminde vermeyi tercih ederler!



$$d [pc] = \frac{1}{p [yaysn]}$$

Paralaks ölçümleri üç nedenle çok önemlidir:

1. Yıldız parametrelerinin büyük çoğunluğunun değerleri ancak uzaklıkları bilinirse elde edilebilmektedir.
2. Bir yıldız başka bir yıldızla karşılaştırmak ancak uzaklıklarını bilmekle mümkündür. Çünkü daha uzakta olmasına rağmen biri diğerinden ışınım gücü gereği daha parlak görünebilir!
3. Trigonometrik paralakslar diğer uzaklık ölçüm yöntemlerinin kalibrasyonunu da sağladıkları için tüm ölçüm yöntemleri için bir temel oluşturur.



Gaia Uzay Aracı

- ✓ Uzaya 19 Aralık 2023'te gönderildi.
- ✓ Yörüngesinin yerberi noktasında 263 000 km, yeröte noktasında 707 000 km uzağıımızdadır.
- ✓ Yörünge dönemi: 180 gün
- ✓ Beklenen çalışma süresi: 5 yıl (10 yıldır çalışıyor!)
- ✓ Ana amaç: 1 milyar gök cisminin hassas konum bilgileri
- ✓ Her cisim için 5 yıla yayılan en az 70 ölçüm
- ✓ **Astrometrik Duyarlılık:** 3^m-12^m yıldızlar için 5-16 μ " , 15^m için 24 μ " , 20^m için 540 μ " (1 μ " = 10⁻⁶")
- ✓ Gözlem yaptığı 4 yıl boyunca (Ağustos 1989 – 1993) 0".001 düzeyinde ölçümler yapmış olan HIPPARCOS (High Precision Parallax Collecting Satellite) uydusundan çok daha hassas konum ölçüm gözlemleri yapmaktadır.
- ✓ Hassas uzaklık belirleme için limit ~ 10 kpc (~%20 hassasiyette)
- ✓ **Dikine Hız Duyarlılığı:** 1 km/s ($m_v=11^m.5$) , 30 km/s ($m_v=17^m.5$)
- ✓ Astrometri yöntemiyle binlerce gezegen keşfedeceği de beklenmektedir.



Yıldızların Öz Hareketi

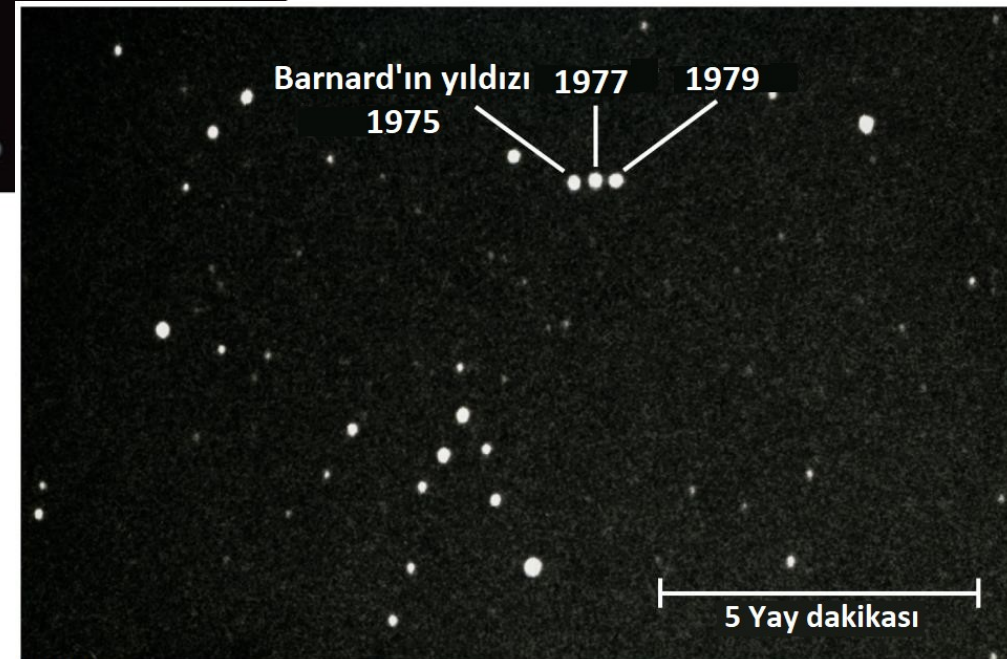


Gözlemci yönündeki hız bileşenine **dikine (radyal) hız (V_r)** adı verilir ve tayfölçümle (spektroskopi) (Doppler kaymalarından) bulunur.

$$\frac{V_r}{c} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0}$$

Kutu 17-1
Universe, 10. Baskı

Cismin uzay hızının (V) gökyüzü düzlemi üzerindeki bileşeni **teğetsel hız (V_t)** adını alır ve cismin gökyüzündeki konum değişiminden (**özhareket, μ**) ve uzaklığında yararlanılarak bulunur.



Şekil 17-3
Universe, 10. Baskı

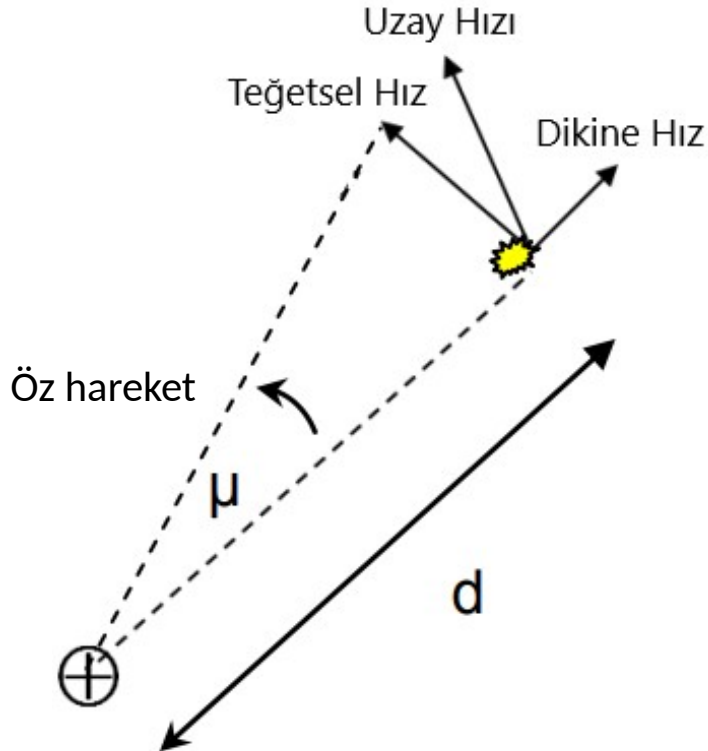
Yıldızların Öz Hareketi ve Uzay Hızı



$$1 [pc] = \frac{1 AB}{\frac{1}{206265} [radyan]} \Rightarrow 1 pc = 206265 AB$$

olduğundan

$$V_t [km/s] = \mu [yaysn/yıl] \times \frac{1 radyan}{206265 yaysn} \times \frac{1}{365.25 \times 86400 [s/yıl]} \times d [pc] \times 206265 [AB/pc] \times 149.6 \times 10^6 [km/AB]$$



gerekli sadeleştirmeler yapılırsa

$$V_t [km/s] = 4.74 \times \mu [yaysn/yıl] \times d [pc]$$

Örnek: Barnard yıldızının özhareketi $\mu = 10.358$ "/yıl, dikine hızı ise $V_r = -107$ km/s'dir. Barnard yıldızının uzaklığı $d = 1.83$ pc olduğuna göre uzay hızı nedir?

$$V_t = 4.74 \times 10.358 [yaysn/yıl] \times 1.83 [pc] = 89.9 km/s$$

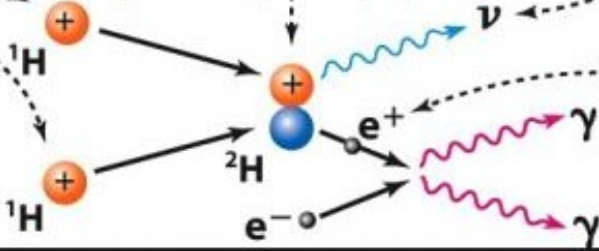
$$V = \sqrt{V_r^2 + V_t^2} = \sqrt{(-107)^2 + (89.9)^2} \approx 140 km/s$$

Yıldızların Enerjisinin Kaynağı

1. Adım

(a) 2 Proton (Hidrojen çekirdeği, ^1H) çarpışır

(b) Protonlardan bir tanesi nötrona dönüşür (mavi). Proton ve nötron Hidrojen izotopunu (^2H) oluşturur.



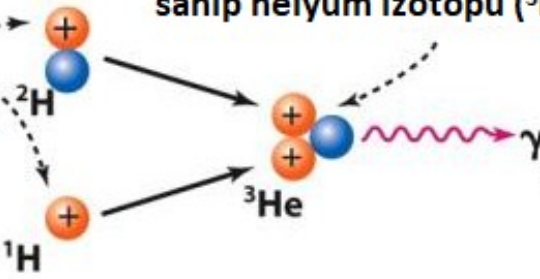
(c) Protonun nötrona dönüşmesi sonucu yan ürün olarak yüksüz ve neredeyse kütsüz nötrino (ν) oluşur. Bu parçacık Güneş'ten kaçar.

(d) Protonun nötrona dönüşmesinin diğer bir yan ürünü ise pozitrondur (negatif yüklü elektron, e^+). Bu parçacık elektron (e^-) ile çarpıştığında iki parçacık da yok olur ve gamma (γ) ışını ayar. Bu fotonların enerjisi, Güneş'in iç ısını korur.

2. Adım

(a) 1. adımda oluşan ^2H çekirdeği 3. bir proton (^1H) ile çarpışır

(b) Bu çarpışma sonucu iki proton ve bir nötrona sahip helyum izotopu (^3He) oluşur.

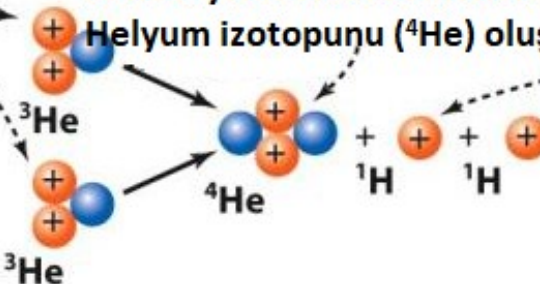


(d) Bu nükleer reaksiyon sonucu bir diğer gamma ışını (γ) salınır. Bu fotonların enerjisi de çekirdekdeki enerji bütçesine katkıda bulunur.

3. Adım

(a) 2. adımda oluşan ^3He çekirdeği, 3 protonun birleşmesiyle

(b) ^3He çekirdeklerindeki iki proton ve iki nötron yeniden düzenlenerek farklı bir Helyum izotopunu (^4He) oluşturur.



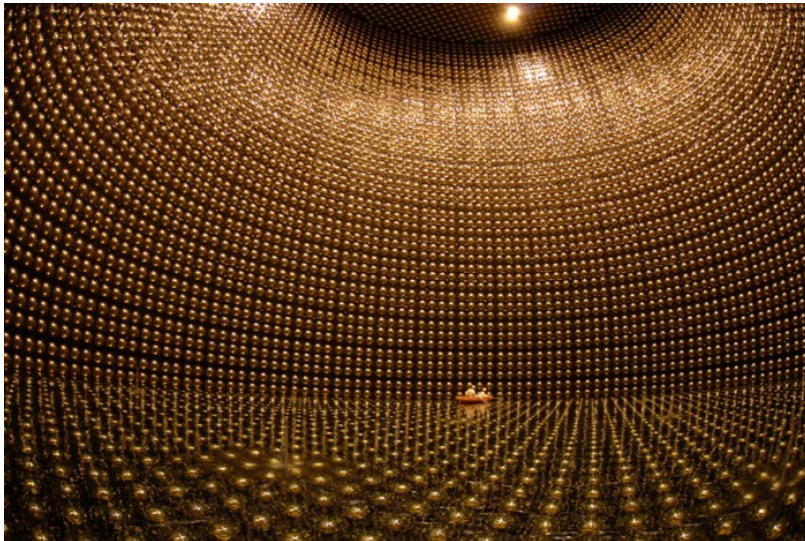
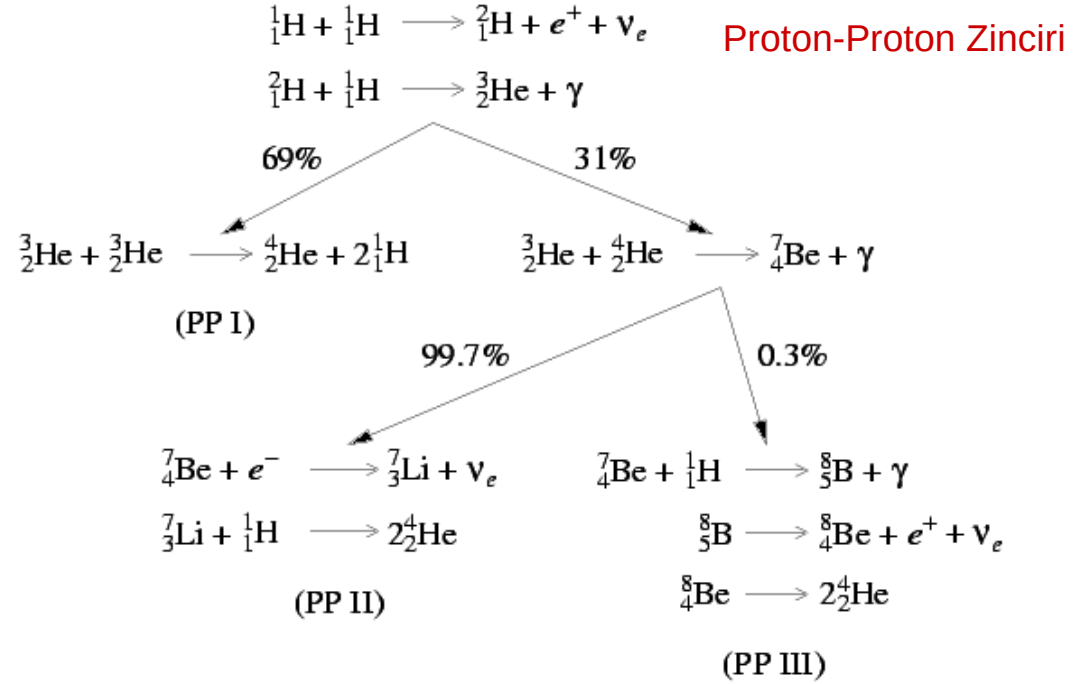
(c) Geriye kalan iki proton salınır. Hareket enerjileri, çekirdekdeki toplam enerjiye katkı sağlar.

(d) Sonuç olarak 6 ^1H birleşerek iki ^3He oluşturuldu ve iki ^3He çekirdeğinden bir ^4He çekirdeği oluşmuş oldu. Geriye kalan iki ^1H orijinal konumuna geri döndüğüne göre bu 3 adımın özeti: $4\ ^1\text{H} \rightarrow\ ^4\text{He} + \text{enerji}$

Nötrinolar

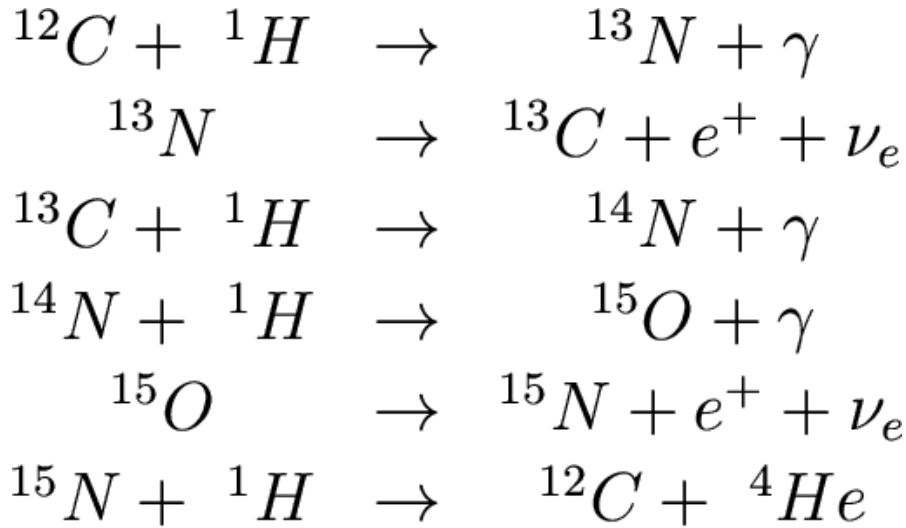


Figure 16-6
Universe, Tenth Edition
Science Source



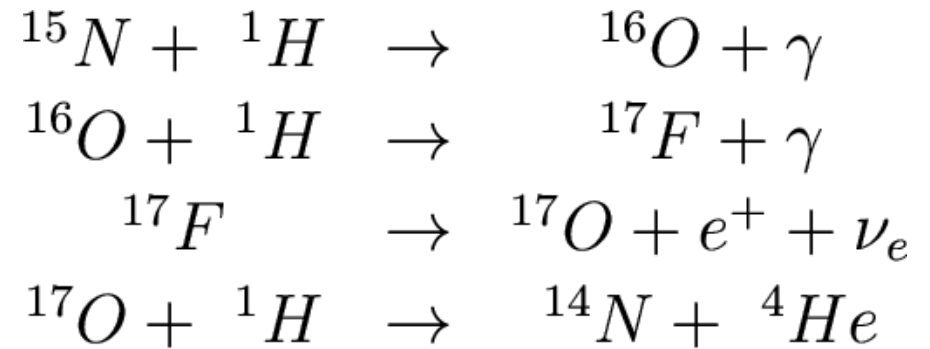
Kanada'daki Sudbury Nötrino Gözlemevi'nde (sol üstte) ve Japonya'daki Süper Kamiokande'de (sol altta) yapılan deneyler üç tür nötrino olduğunu kanıtladı ve standart Güneş modellerinin öngördüğü sayılara ulaşabilmek için; tüm nötrino türlerini saymak gerektiği anlaşıldı! Yüksek enerjili (p-p zincirinin erken aşamalarında üretilir) ve düşük enerjili nötrinolar (p-p zincirinin son aşamalarında üretilir) Güneş'ten yola çıktıktan sonra yolda bozunur. Bu olguya **nötrino salınımları** denir. Nötrinoların tespit edilmiş olması standart Güneş Model'inin bu şekilde kanıtlanmasına yardımcı olmuştur.

CNO(F) Çevrimi



Dış katmanların çekirdek üzerindeki ağırlığının daha büyük olması nedeniyle çekirdeğin ulaştığı yüksek sıcaklık ve basınçta hidrojen, hem hız hem de enerji açısından daha verimli **CNO(F) çevrimi** reaksiyonlarıyla helyuma dönüştürülür. Bu nedenle büyük kütleli yıldızlarda baskın enerji üretim mekanizması CNO(F) çevrimleridir.

Döngü %0,04 olasılıkla Flor (F)'un da tepkimelere girdiği bir dala da ayrılabilir. Bu nedenle çevrim **CNO(F) çevrimi** olarak adlandırılır. Güneş kütlesi ve altındaki yıldızlarda, sıcaklık CNO döngüsünün verimli bir şekilde çalışamayacağı kadar düşük olduğundan p-p döngüsü daha verimlidir. CNO, Güneş'ten biraz daha büyük yıldızlarda hakim olmaya başlar. Güneş için CNO(F) çevrimlerinin şu anda toplam enerji üretimine katkısı sadece %1 düzeyindedir.

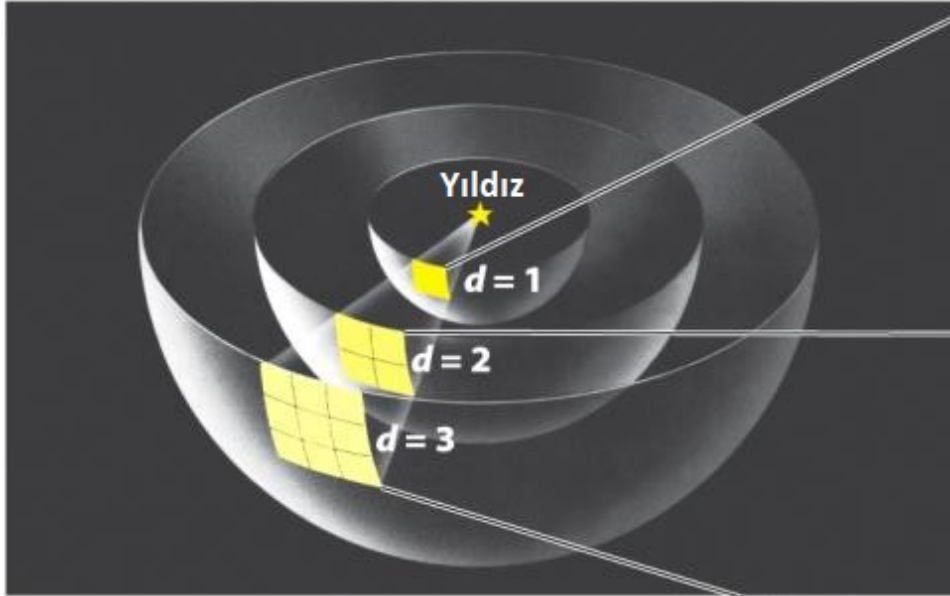


Diğer tüm çekirdekler kullanıldığı için bu reaksiyon zinciri de 4 H'yi 1 He'ye dönüştürür!

Işınım Gücü ve Görünen Parlaklık

Ters Kare Yasası

Bir yıldızın parlaklığı, bir saniye içinde tüm yüzeyinden yaydığı enerji miktarıdır. Bir cismin parlaklığı ise kaynağı merkezde olan d yarıçaplı bir kürenin yüzeyinin bir metrekaresinden geçen enerji miktarıdır. Bir gözlemcinin algıladığı parlaklık, kaynağa olan uzaklığının karesiyle ters orantılı olduğundan bu miktara görünen parlaklık denir. Parlaklık, gözlenen akıya verilen bir başka isimdir.



(a)

$$b [W/m^2] = \frac{L [W]}{4\pi d^2}$$

Şekil 17-4
Universe, 10. Baskı



10 metre uzakta



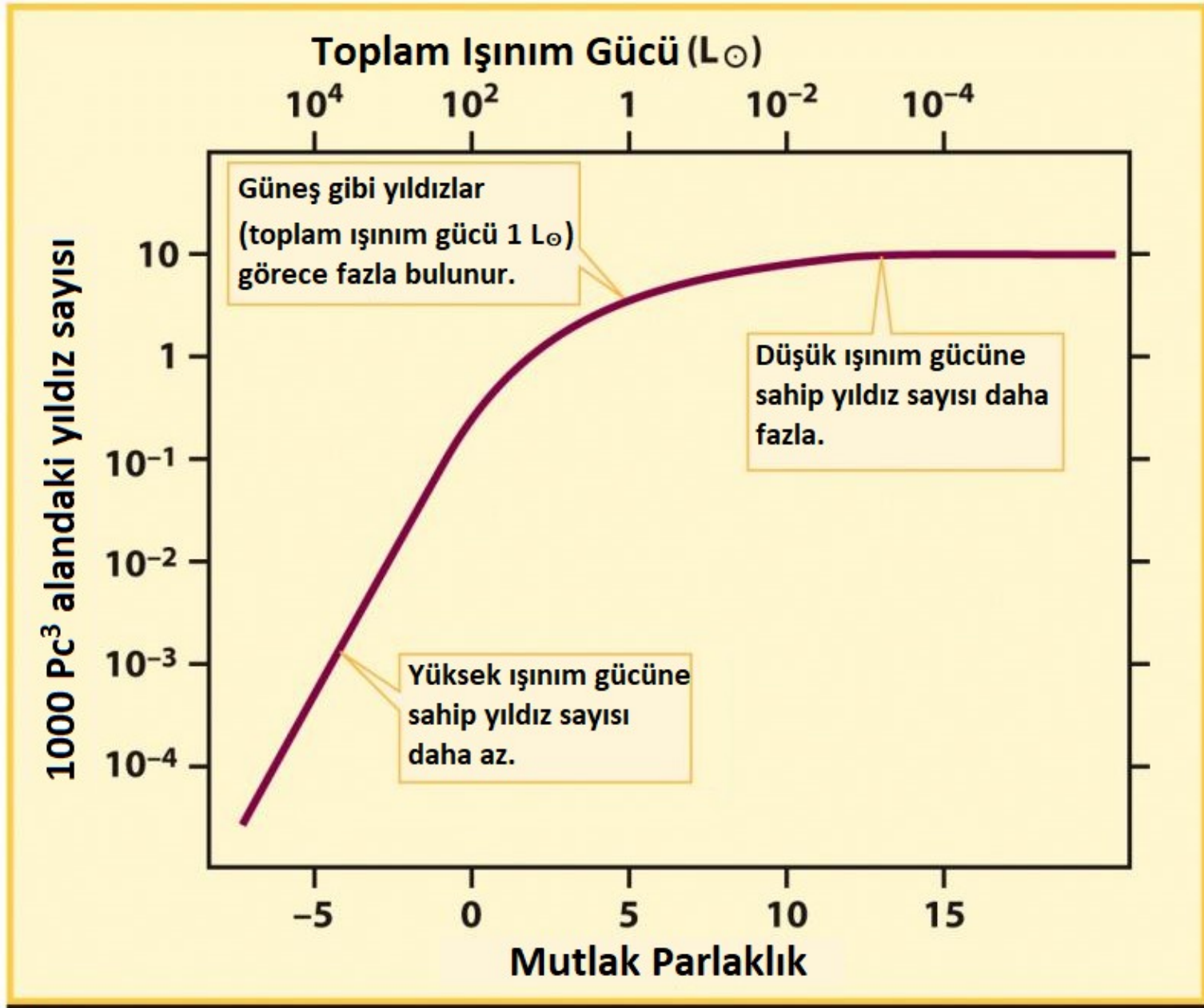
20 metre uzakta



(b)

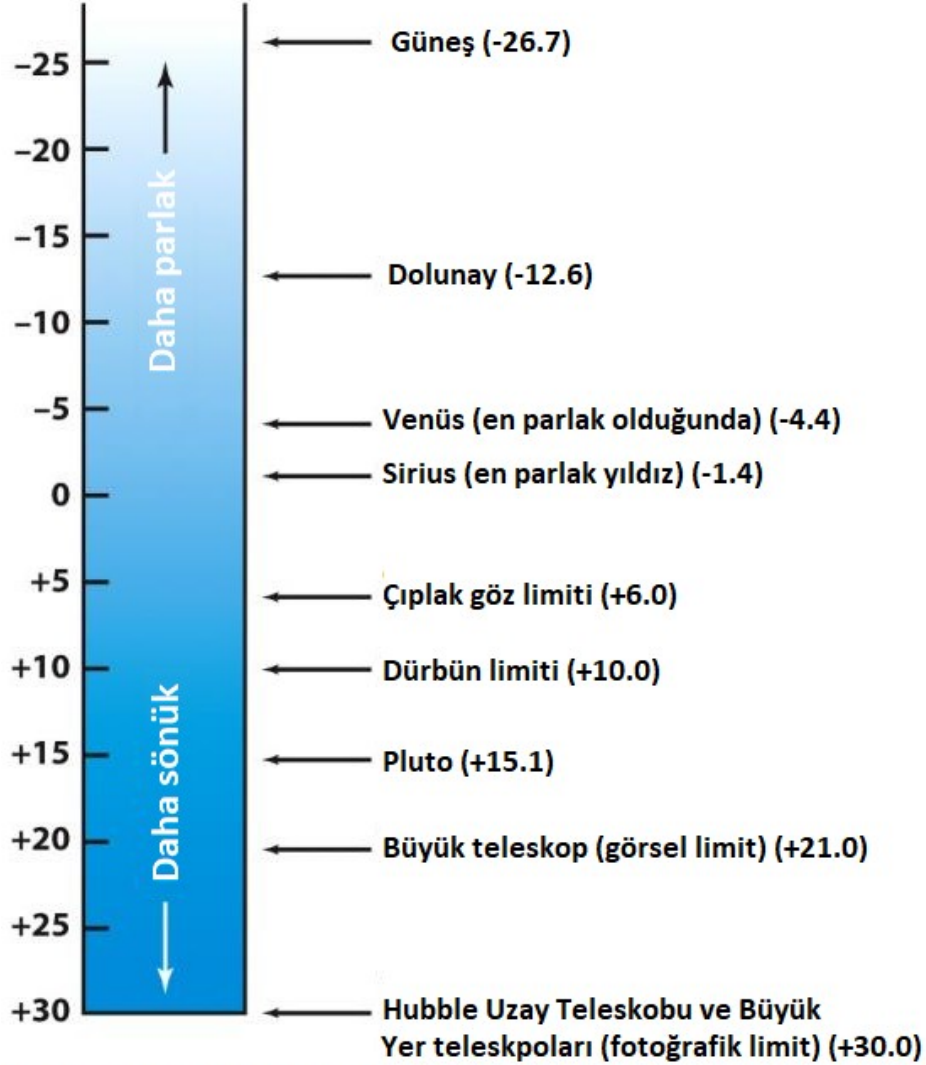
30 metre uzakta

Işınım Gücü Fonksiyonu



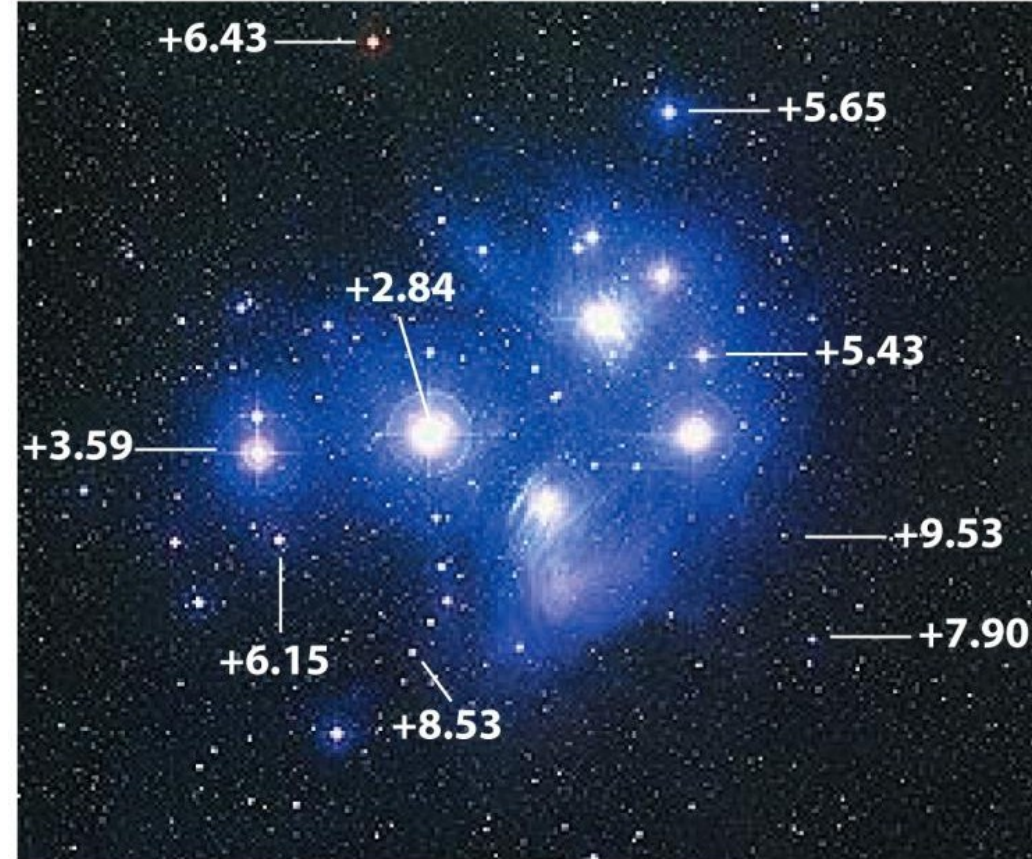
Şekil 17-5

Görünen Parlaklık Ölçeği



Bazı görünen parlaklıklar

Şekil 17-6a
Universe, 10. Baskı



Pleiades (Ülker) kümesindeki yıldızların görünen parlaklıkları

Şekil 17-6b
Universe, 10. Baskı

Görünen ve Mutlak Parlaklık Kavramları

Bir yıldızın **görünen parlaklığı (apparent magnitude)**, onun gözlemci tarafından algılanan parlaklığının bir ölçüsüdür. Ölçek terstir. Yani 1 kadir parlaklığındaki bir yıldız, 2 kadir parlaklığındaki bir yıldızdan 2,512 kat daha parlaktır. Bir yıldızın parlaklığı başka bir yıldızın parlaklığının 100 katı ise; o zaman görünen parlaklığı onunkinden 5 küçüktür. Bu, farklar aşağıdaki tabloda özetlenmiştir ve ölçeğin logaritmik olduğu kolayca görülebilir! Bir yıldızın **mutlak parlaklığı (absolute magnitude)** ise, gözlemciden 10 parsek uzaklıkta olması durumunda görünen parlaklığına verilen isimdir.

Pogson Formülü (1856)

$$m_2 - m_1 = 2.5 \log\left(\frac{b_1}{b_2}\right)$$

m_1, m_2 = yıldız 1 ve yıldız 2'nin görünen parlaklıkları

b_1, b_2 = yıldız 1 ve yıldız 2'nin görünen akıları

Görünen parlaklık farkı ($m_2 - m_1$)	Görünen akı oranı (b_1/b_2)
1	2.512
2	$(2.512)^2 = 6.31$
3	$(2.512)^3 = 15.85$
4	$(2.512)^4 = 39.82$
5	$(2.512)^5 = 100$
10	$(2.512)^{10} = 10^4$
15	$(2.512)^{15} = 10^6$
20	$(2.512)^{20} = 10^8$

Norman R. Pogson'un 1860'lı yıllarda önerdiği akı oranları ve parlaklıklar arasındaki bu logaritmik ilişki, o dönemde insan psikolojisi üzerine yapılan araştırmaların bulgularına dayanmaktadır. İnsan duyularının uyarılara logaritmik olarak tepki verdiği düşünülüyordu. Artık bu önerinin tamamen doğru olmadığını biliyoruz, ancak parlaklık ölçeği A-tayf türünden ~10 yıldızın ortalama parlaklığı olarak tanımlanan sıfır noktasıyla aslında keyfi seçilmiş olduğundan, hala çok aktif kullanımdadır.

Uzaklık Modülü

Bir yıldızın görünen parlaklığının bize olan uzaklığıyla ters orantılı olduğunu gördük (ters kare yasası $b \propto d^{-2}$). Pogson formülündeki parlaklıklar (b_1, b_2) yerine aynı yıldızın (ışınım gücü, L aynı olduğu için) farklı uzaklıklarını (d_1, d_2) kullanabiliriz.

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log \frac{b_1}{b_2} = -2.5 \log \frac{L/(4\pi d_1^2)}{L/(4\pi d_2^2)} \longrightarrow m_1 - m_2 = -2.5 \log \frac{d_2^2}{d_1^2} \longrightarrow m_1 - m_2 = -5 \log \frac{d_2}{d_1} = 5 \log \frac{d_1}{d_2}$$

Bir yıldızın **mutlak parlaklığı** (M) onun 10 parsekteki görünen parlaklığı olduğundan; $m_2 = M, d_2 = 10$ pc olmak üzere;

$$m - M = 5 \log \frac{d}{10} \longrightarrow m - M = -5 + 5 \log d$$

$m - M$ ifadesine **uzaklık modülü** (**distance modulus**) adı verilir; zira doğrudan uzaklık verir.

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

m = Yıldızın görünen parlaklığı

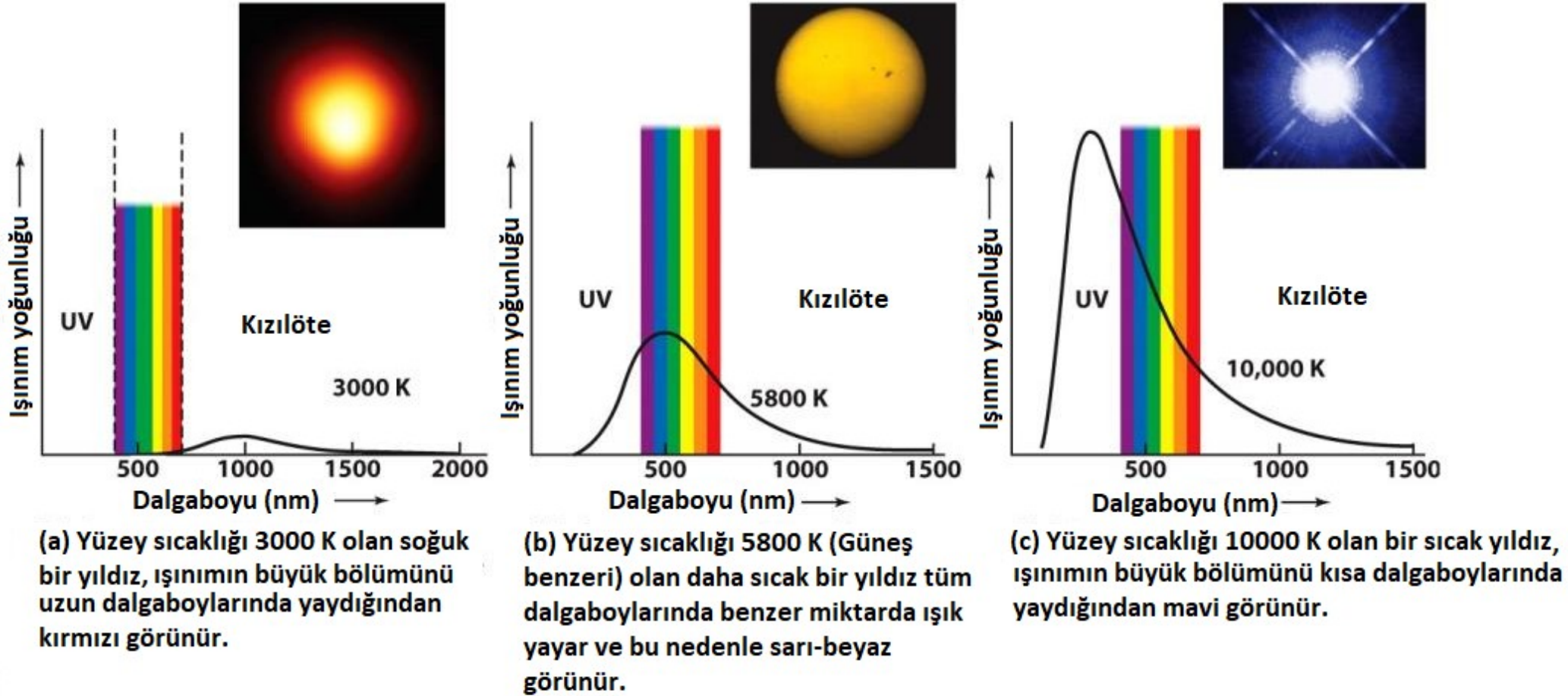
M = Yıldızın mutlak parlaklığı

d = Yıldızın parsek biriminde Dünya'ya uzaklığı

Uzaklık modülü $m - M$	Uzaklık d (pc)
------------------------	------------------

-4	1.6
-3	2.5
-2	4.0
-1	6.3
0	10
1	16
2	25
3	40
4	63
5	100
10	10^3
15	10^4
20	10^5

Sıcaklık – Renk İlişkisi



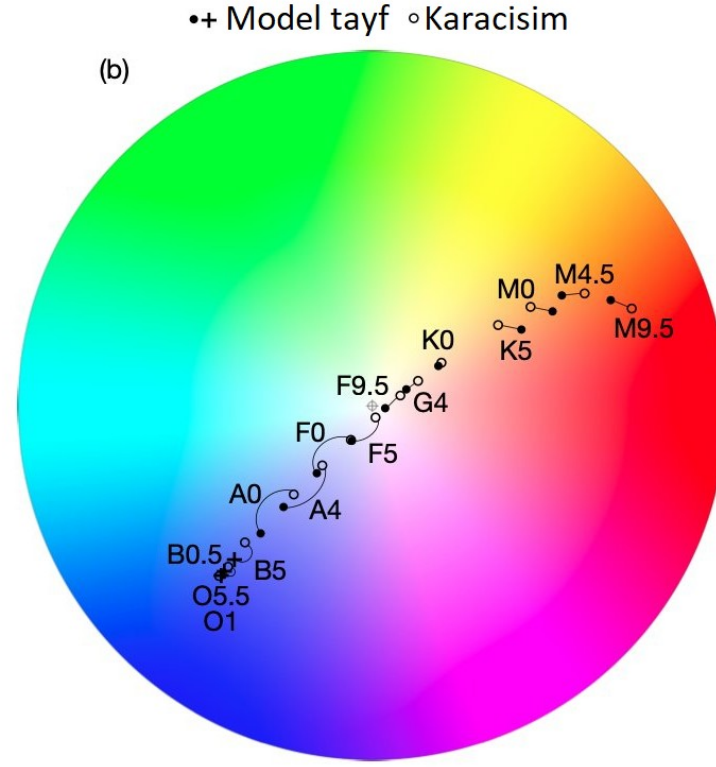
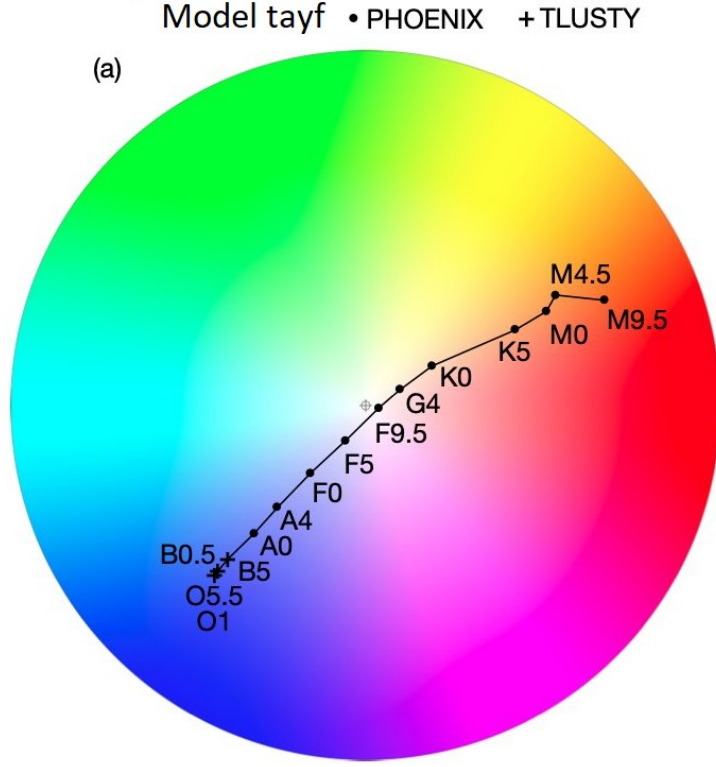
Şekil 17-7

Universe, 10. Baskı

inset a: Andrea Dupree [Harvard-Smithsonian CfA], Ronald Gilliland [STScI, NASA, and ESA]; inset b: NSO/AURA/ NSF; inset c: NASA, H. E. Bond, and E. Nelan [STScI]; M. Barstow and M. Burleigh [U. of Leicester, U.K.]; and J. B. Holberg [U. of Arizona]

Maviye (blue-shift) ve kırmızıya (red-shift) kayma terimleri, gök cisimlerinin hareketleri nedeniyle genellikle dalgalardaki çok küçük kaymaları ifade etmek için kullanılır. Bu, yıldızların Doppler hareketleri nedeniyle aslında daha mavi veya kırmızı görüldüğü anlamına gelmez. Bir yıldızın rengini onun yüzey (fotosfer) sıcaklığı belirler. Renkler ancak çok sıcak ve çok soğuk yıldızlar için belirgindir çünkü insanın renk algısı düşük ışık seviyelerinde zayıftır.

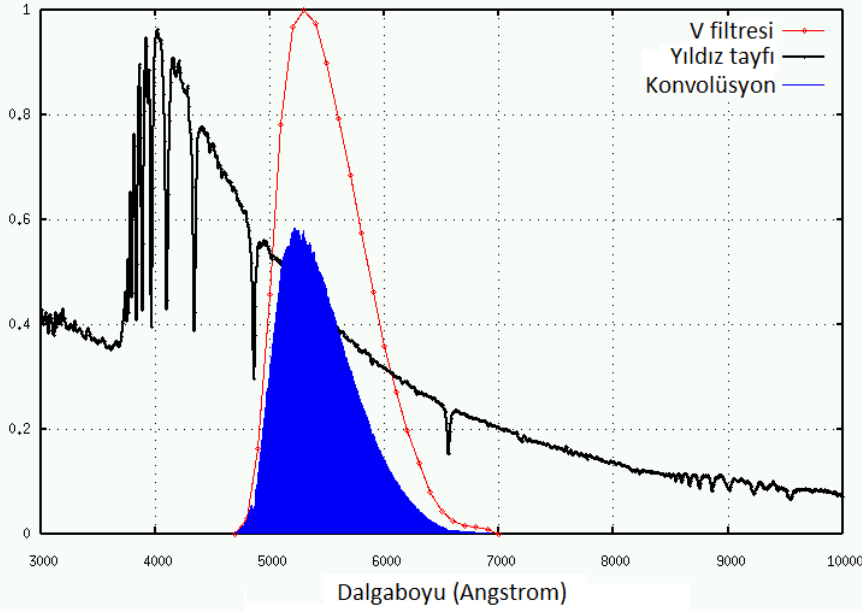
Yıldızların Rengi



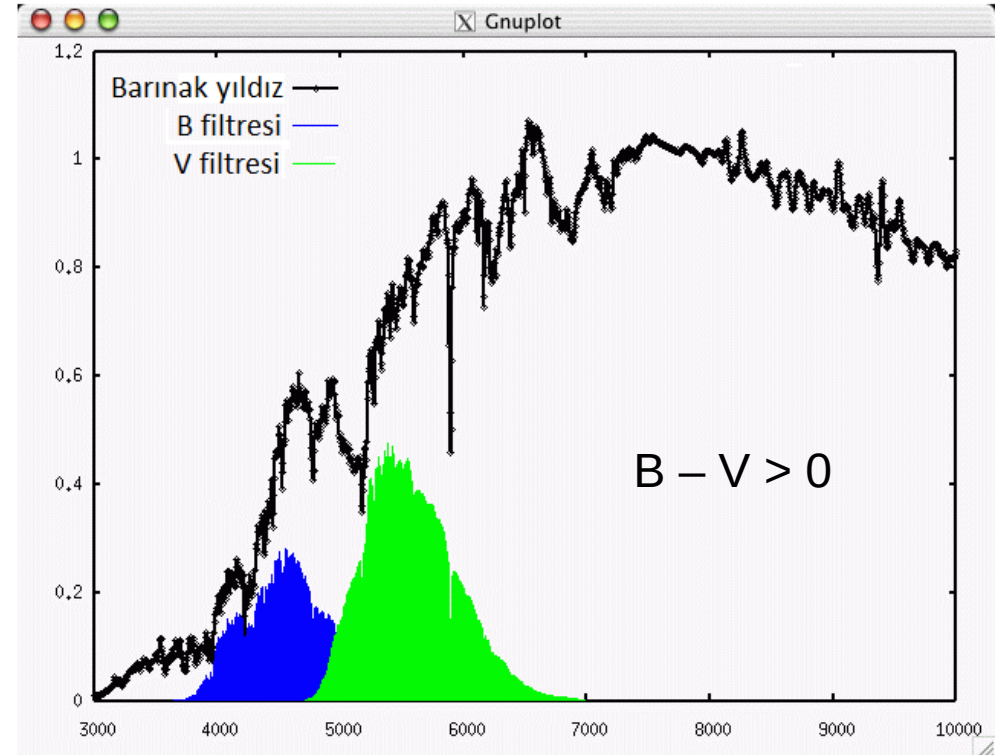
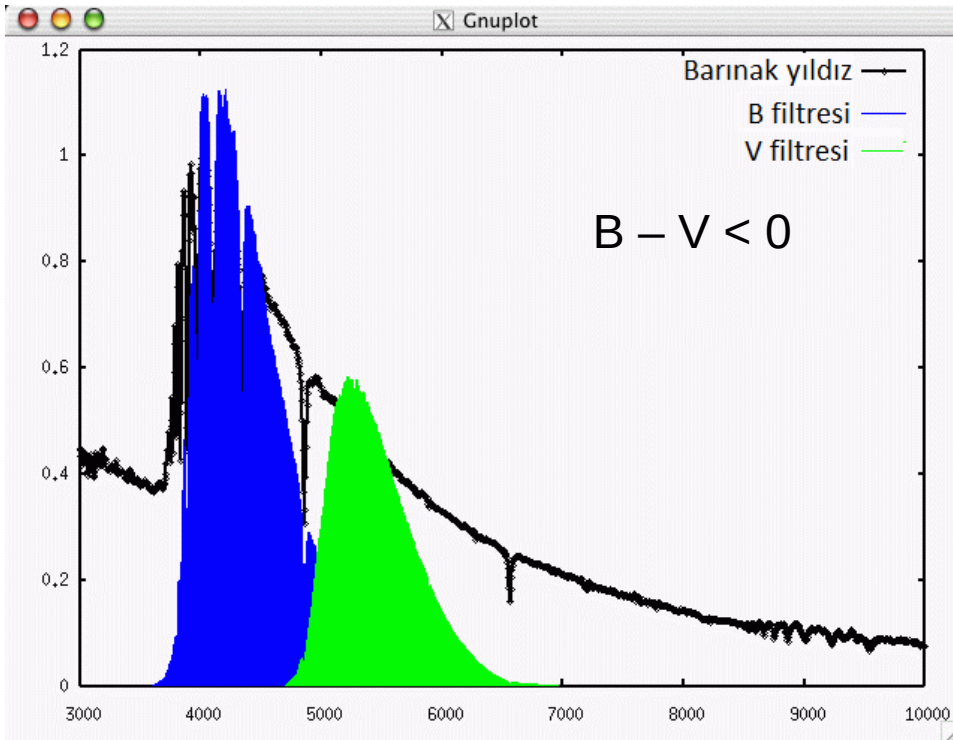
Harre & Heller 2021

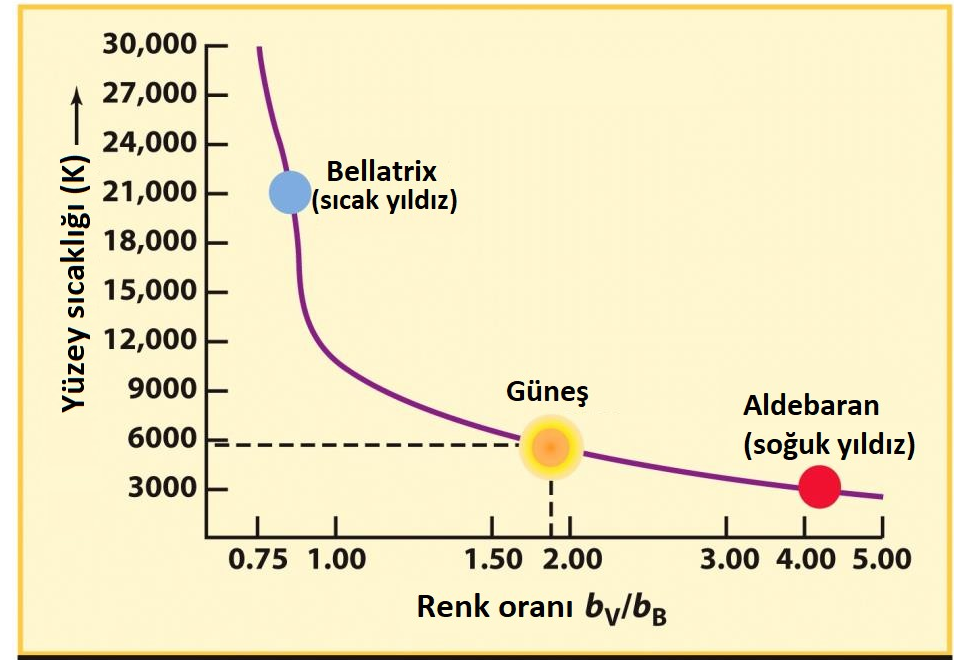
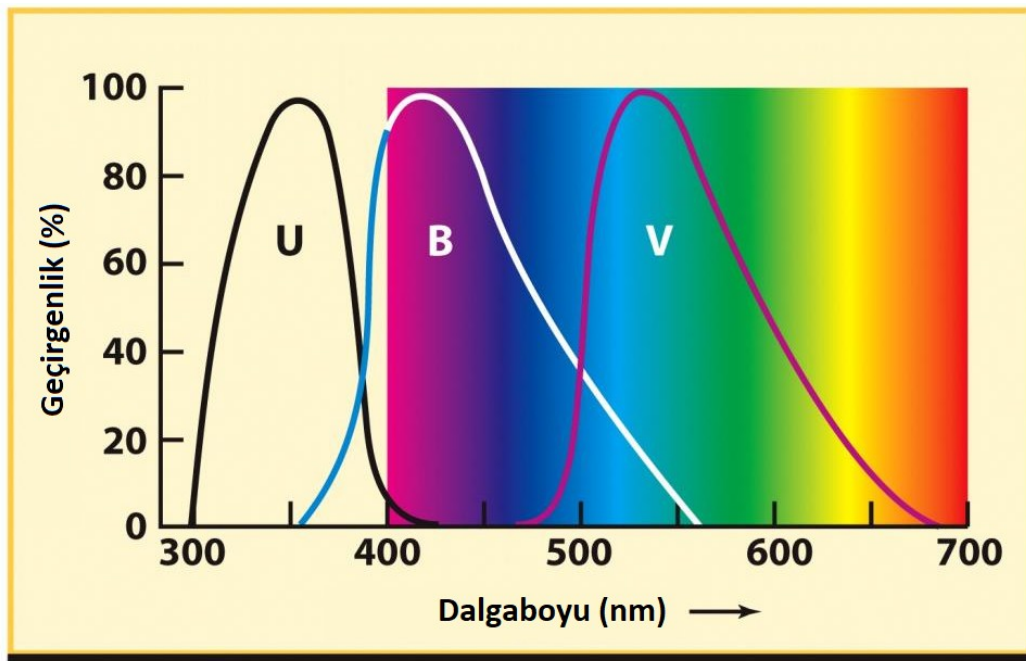
ŞEKİL 2 (a) Renk paletinde anakol yıldızları. Renkler sentetik yıldız tayflarından elde edilmiştir. (b) Sentetik yıldız tayfları (içi dolu çemberler) ile karacisimlerin (içi boş çemberler) renklerinin karşılaştırılması. Karacisimler hesaplanırken karşılık gelen yıldızların etkin sıcaklıkları kullanılmıştır. Eğri üzerinde tayf türleri gösterilmektedir.

Yıldız tayfı ile fotometrik filtrenin konvolüsyonu



Bir yıldızın bir fotometrik banttaki parlaklığı, yıldızın tayfı (siyah eğri) ile kullanılan fotometrik banttaki filtrenin geçirgenlik eğrisinin (kırmızı eğri) altında kalan ortak alan (mavi alan) üzerinden hesaplanır. Sıcak bir yıldız (sol altta), daha kısa dalgaboylarındaki bir bantta (örneğin B bandı), daha uzun bir dalgaboyundaki bir bantta (örneğin V bandı) görüldüğünden daha parlak görünür. Yani B parlaklığı, V parlaklığından sayıca daha düşük olacaktır. Dolayısıyla $B - V < 0$ olur. Soğuk bir yıldız için (sağ altta) ise B parlaklığı, V parlaklığından sayıca daha büyük olur çünkü yıldız V'de B'ye göre daha parlak olacaktır. Yani $B - V > 0$. Sıcaklığı ~ 9500 K olan yıldızlar için; bu iki parlaklık yaklaşık olarak eşittir ve $B - V \sim 0$ olur.





Şekil 17-8
Universe, 10. Baskı

Şekil 17-9
Universe, 10. Baskı

Tablo 17-1 Bazı yıldızların rengi

Yıldız	Yüze sıcaklığı (K)	b_V/b_B	b_B/b_U	B-V	Görünür renk
Bellatrix (γ Orionis)	21,500	0.81	0.45	-0.22	Mavi
Regulus (α Leonis)	12,000	0.90	0.72	-0.16	Mavi-beyaz
Sirius (α Canis Majoris)	9400	1.00	0.96	0	Mavi-beyaz
Megrez (δ Ursae Majoris)	8630	1.07	1.07	0.17	Beyaz
Altair (α Aquilae)	7800	1.23	1.08	0.22	Sarı-beyaz
Sun	5800	1.87	1.17	0.63	Sarı-beyaz
Aldebaran (α Tauri)	4000	4.12	5.76	1.56	Turuncu
Betelgeuse (α Orionis)	3500	5.55	6.66	1.85	Kırmızı

Kaynak: J.-C Mermilliod, B. Hauck, and M. Mermilliod, University of Lausanne

Tablo 17-1
Universe, 10. Baskı

Not: Astronomlar B-V (ya da V-R, R-I gibi) “renk ölçeği” niceliğini b_V / b_B (ya da b_B / b_U gibi) akı oranlarına göre daha sık kullanır.

Yıldızların Tayfsal Sınıflandırması



Şekil 17-10a
Universe, 10. Baskı

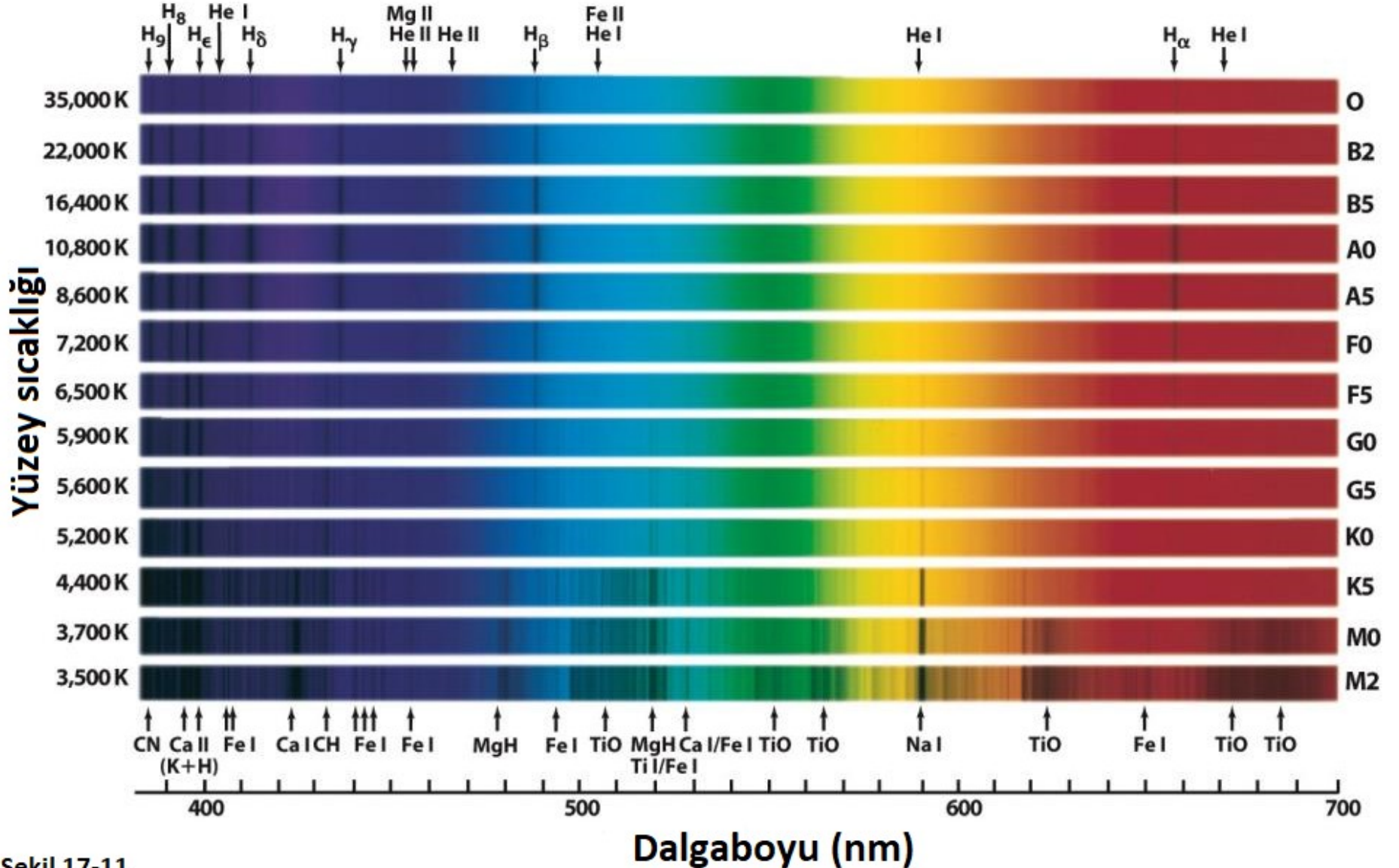
Yıldızların tayfsal özelliklerine göre modern sınıflandırılması, 19. yüzyılın sonlarında Harvard Üniversitesi Gözlemevi'nde geliştirildi. Edward C. Pickering ve Williamina Fleming (ayakta) liderliğindeki kadın gökbilimcilerden oluşan bir ekip, yüz binlerce tayfı analiz ettiler. Bu zamanlarda çoğu kadın gökbilimcinin teleskop kullanması veya erkeklerle kıyaslanabilir maaşlar alması mümkün görülmezdi. Ancak 1. Dünya Savaşı'na denk gelen bu dönemde bu bir dereceye kadar mümkün olabildi ((Harvard College Observatory),



Şekil 17-10b
Universe, 10. Baskı

Annie Jump Cannon, tanımladığı bir şemayla fotoğraf plaklarına tayfları kaydedilen 200000'den fazla yıldızı tayfsal özelliklerine göre grupladı: O (en sıcak yıldızlar), B, A, F, G, K, M (en soğuk yıldızlar) sırasıyla bilinen modern bu sınıflamanın temelleri Harvard Gözlemevi'ndeki bu çalışmalar ve öncü bilim kadınlarınca atılmıştır.

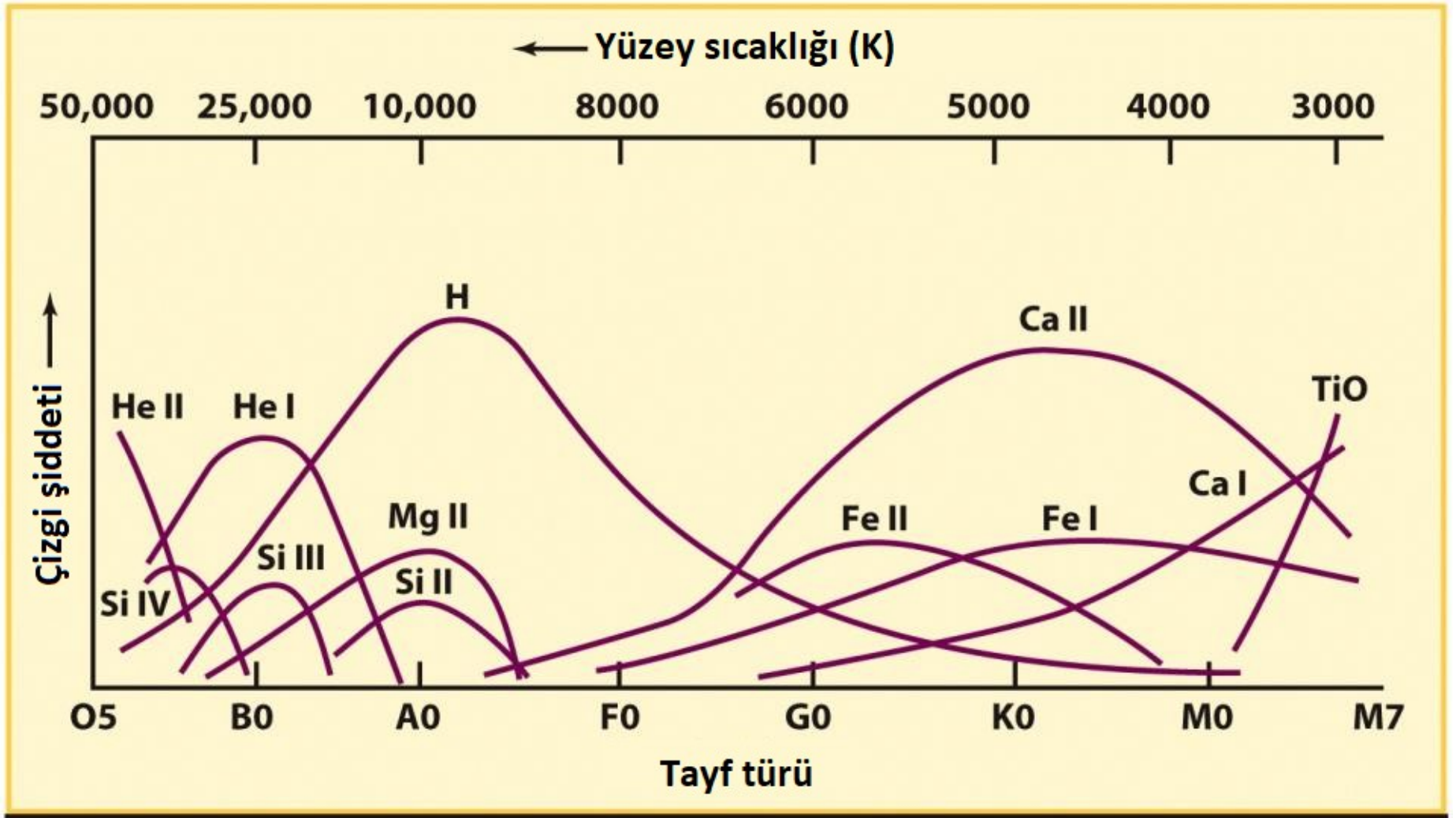
Yıldızların Tayfları



Şekil 17-11

Universe, 10. Baskı

R. Bell, University of Maryland, and M. Briley, University of Wisconsin at Oshkosh

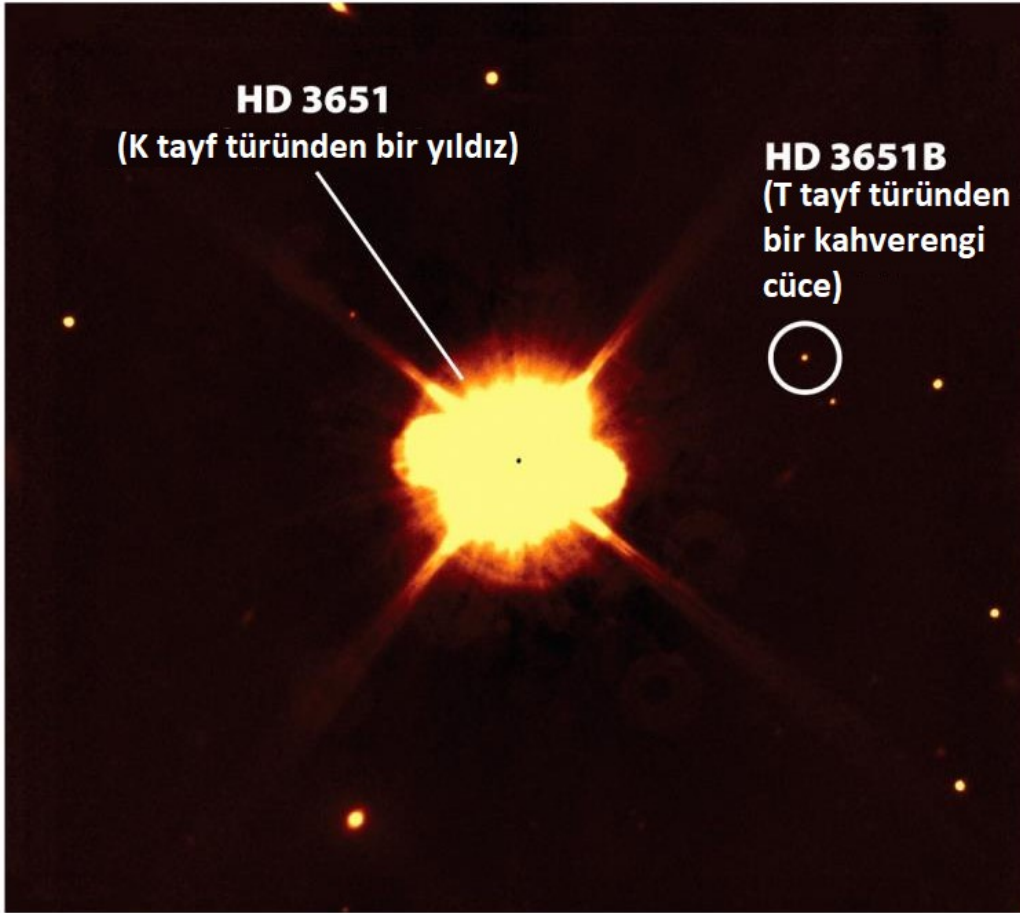


Şekil 17-12

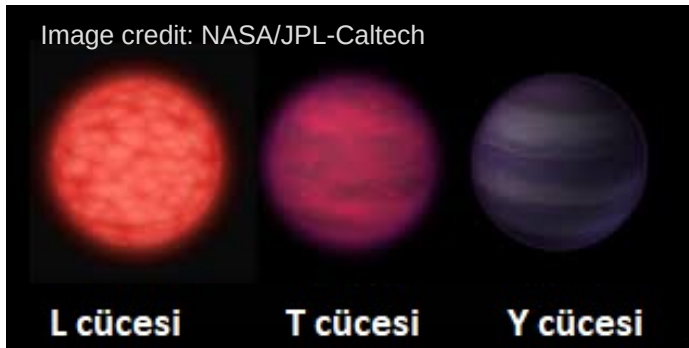
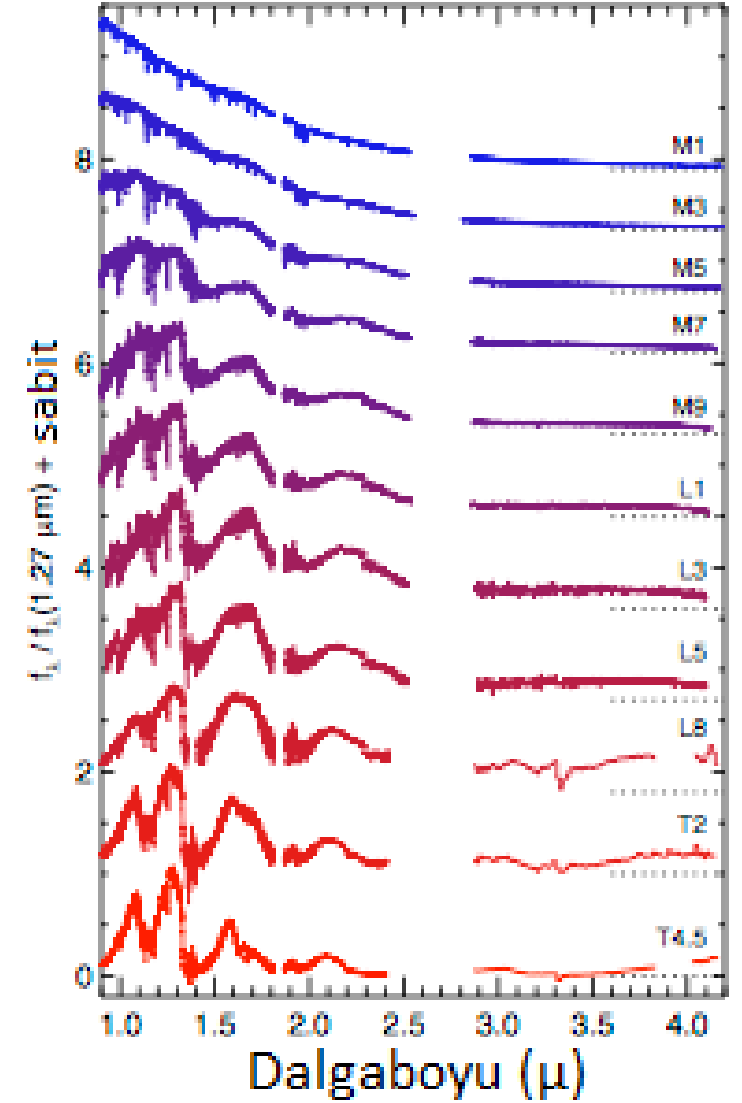
Universe, 10. Baskı

Bu grafikteki her eğri, söz konusu atom ya da molekülün soğurma çizgilerinin en güçlü olduğu yıldız yüzeyi sıcaklığında zirve yapar. Örneğin, hidrojen (H) soğurma çizgileri, yüzey sıcaklıkları 10.000 K'ye yakın olan A yıldızlarında en güçlüdür. Romen rakamı I, nötr, iyonize olmayan atomları gösterirken; II, III ve IV sırasıyla bir kez, iki kez veya üç kez iyonize olan (yani bir, iki veya üç elektron kaybetmiş) atomları göstermektedir. İyonize atomların tayfsal çizgileri aynı türün nötr atomlarınıninkinden farklıdır.

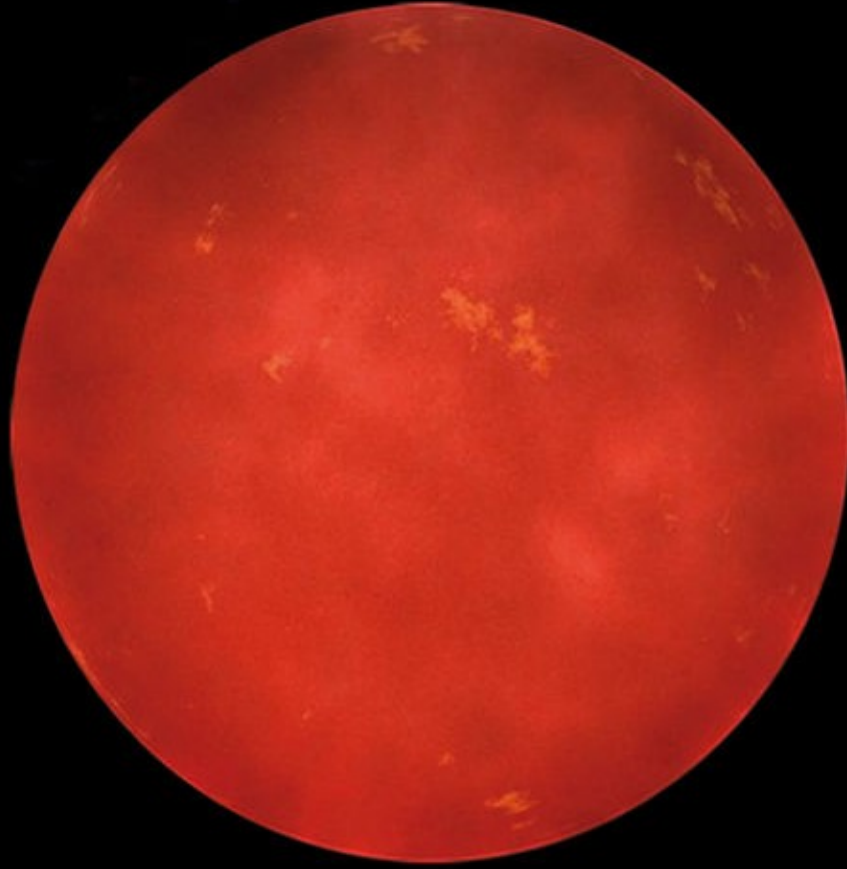
Kahverengi Cüceler



Şekil 17-13
Universe, 10. Baskı



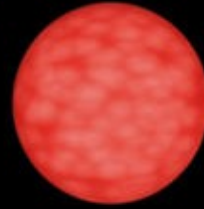
Kahverengi cüceler 13 – 80 Jüpiter kütlesi arasında kütleyle sahip cisimler olup, çekirdeklerinde hidrojeni helyuma kararlı olarak dönüştürecek termonükleer reaksiyonları destekleyemezken, döteryumu (^2H) dönüştürebilirler. Kahverengi cüceler zamanla soğuduklarından tayfları yaşlarının belirteçidir. Renkleri ise sıcaklıklarından çok atmosferlerinin kimyasal yapısıyla ilgilidir.



Gliese 229A

3,600 K

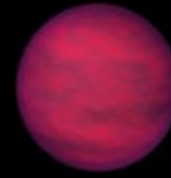
Kırmızı cüce yıldız



Teide 1

2,600 K

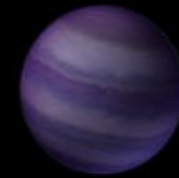
Genç
Kahverengi cüce



Gliese 229B

950 K

Yaşlı
kahverengi cüce



WISE1828

300-500 K

Ultra-soğuk
kahverengi cüce



Jüpiter

125 K

Gezegen

Tablo 17-2 Tayf Sıralaması

Tayf türü	Renk	Sıcaklık (K)	Tayf çizgileri	Örnekler
O	Mavi-Mor	30,000–50,000	İyonize atomlar, özellikle helyum	Naos (ζ Puppis), Mintaka (δ Orionis)
B	Mavi-Beyaz	11,000–30,000	Nötr helyum, biraz hidrojen	Spica (α Virginis), Rigel (β Orionis)
A	Beyaz	7500–11,000	Güçlü hidrojen, bazı iyonize metaller	Sirius (α Canis Majoris), Vega (α Lyrae)
F	Sarı Beyaz	5900–7500	Hidrojen ve kalsiyum-demir gibi bazı metaller	Canopus (α Carinae), Procyon (α Canis Minoris)
G	Sarı	5200–5900	Nötr ve iyonize metaller, özellikle kalsiyum	Sun, Capella (α Aurigae)
K	Turuncu	3900–5200	Nötr metaller	Arcturus (α Boötis), Aldebaran (α Tauri)
M	Kırmızı-turuncu	2500–3900	Güçlü titanyum oksit ve bazı nötr kalsiyum	Antares (α Scorpii), Betelgeuse (α Orionis)
L	Kırmızı	1300–2500	Nötr potasyum, rubidyum, sezyum ve metal hidritler	Kahverengi cüce Teide 1
T	Kırmızı	700–1300	Metan, güçlü nötr potasyum ve biraz su (H_2O)	Kahverengi cüce Gliese 229B, HD 3651B
Y	Kırmızı	600 K'den soğuk	Amonyak bulunabilir	Kahverengi cüceler CFBDBS J005910.90–011401.3, WISE 1828+2650

Tablo 17-2

Universe, 10. Baskı

Yıldızların Yarıçapı

Bir yıldızın diskini gözlemlemek (yani “disk çözünürlüğüne” sahip olmak), en büyük teleskoplarla bile en yakın yıldızlar için bile neredeyse imkansızdır! Ancak gökbilimciler, **Stefan-Boltzmann Yasası** adı verilen bir yıldızın ışınım gücü, yarıçapı ve yüzey sıcaklığı arasındaki ilişki ile uzaklık ve tayfsal ölçümlerden elde ettikleri parlaklık ve sıcaklıkları kullanarak yıldızların yarıçaplarını hesaplarlar.

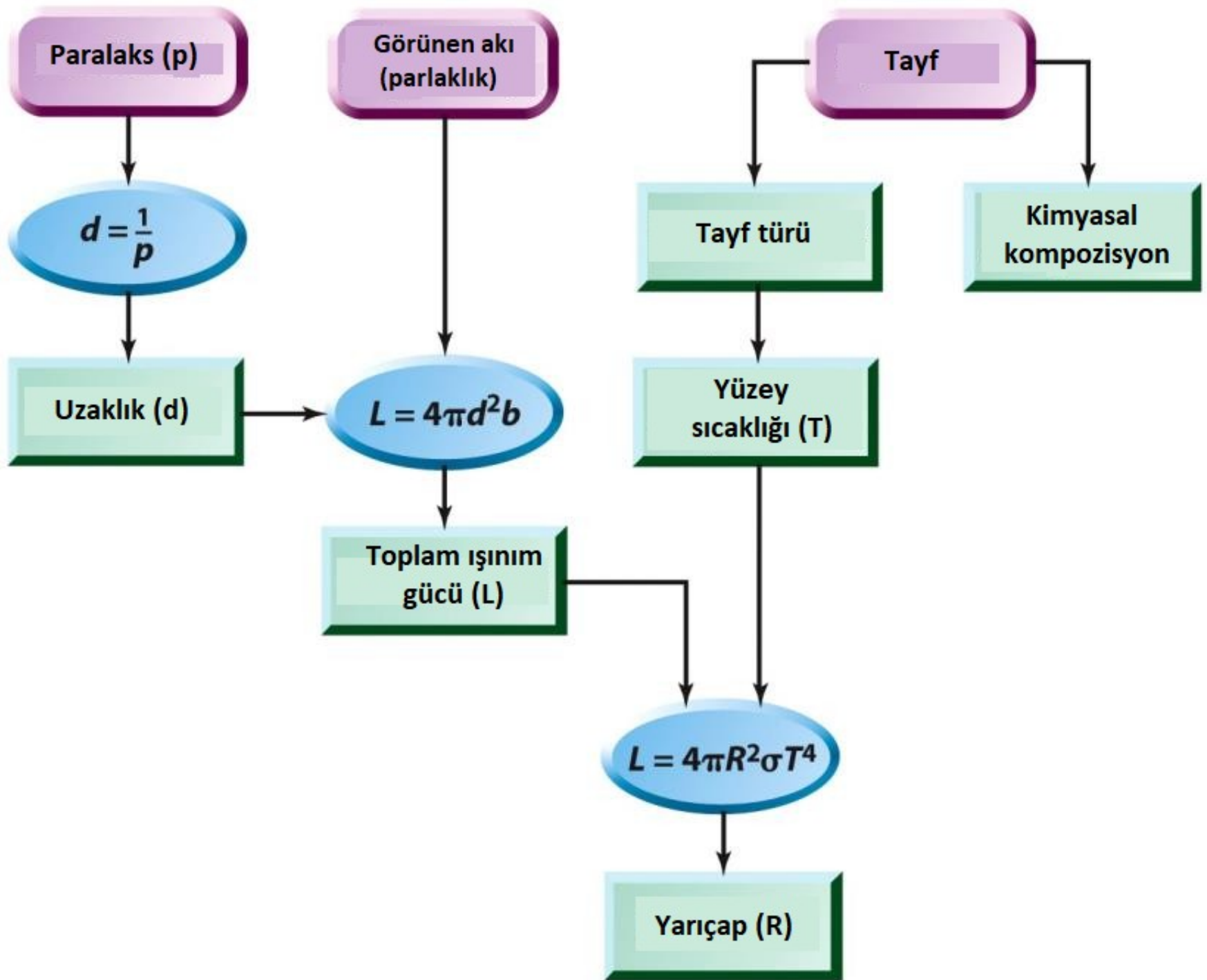
Bir yıldızın ışınım gücü, yarıçapı ve yüzey sıcaklığı arasındaki ilişki:

$$L = 4 \pi R^2 \sigma T^4$$

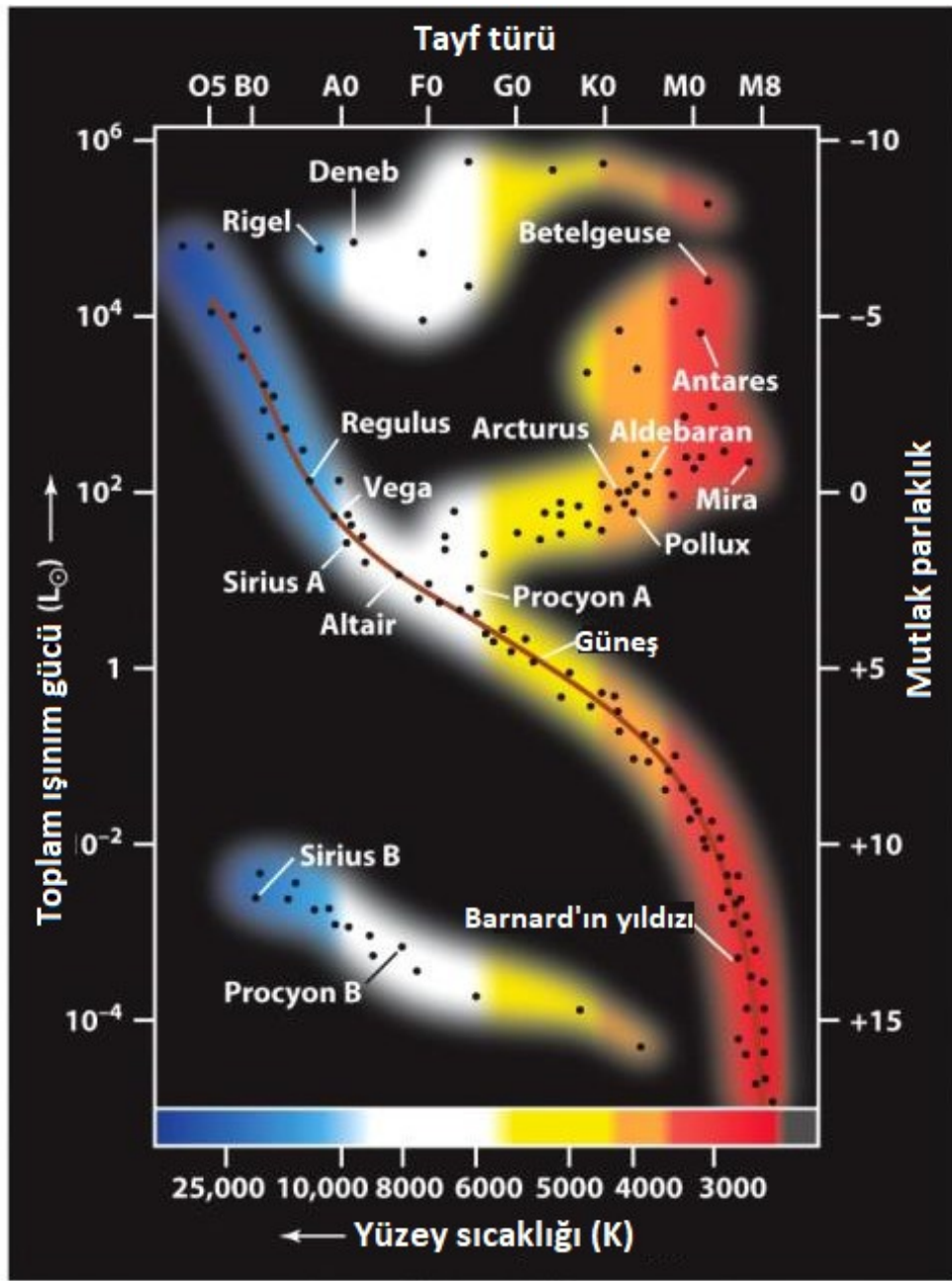
L: Yıldızın ışınım gücü (birim zamanda tüm yüzeyinden tüm dalgaboylarında yaydığı toplam enerji) [Watt]

R: Yıldızın yarıçapı [metre], T: Yıldızın yüzey sıcaklığı [Kelvin]

σ : Stefan-Boltzmann sabiti (5.67×10^{-8} [W m⁻² K⁻⁴])



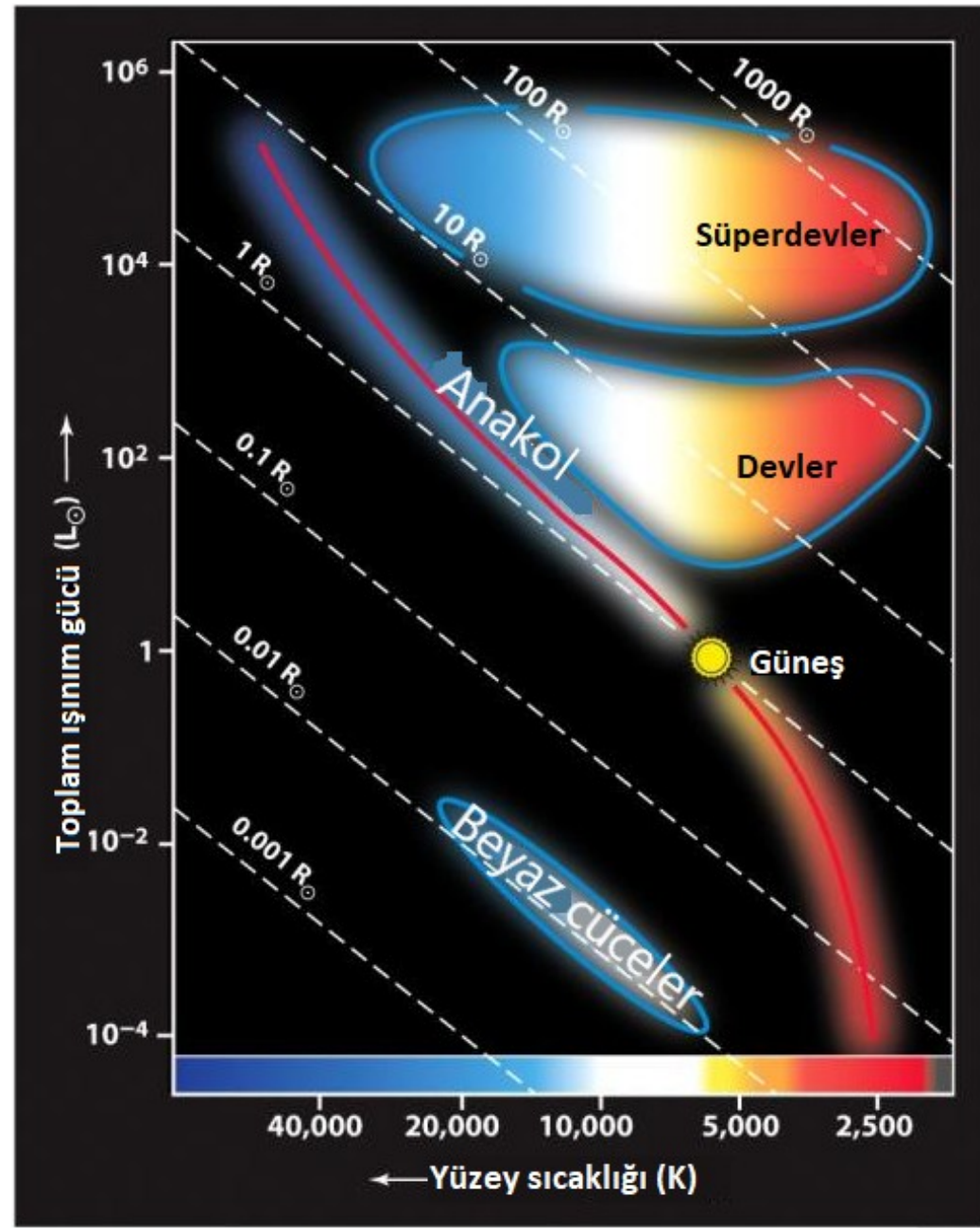
Şekil 17-14
Universe, 10. Baskı



Hertzsprung-Russell (HR) Diagramı

Şekil 17-15a

Universe, 10. Baskı

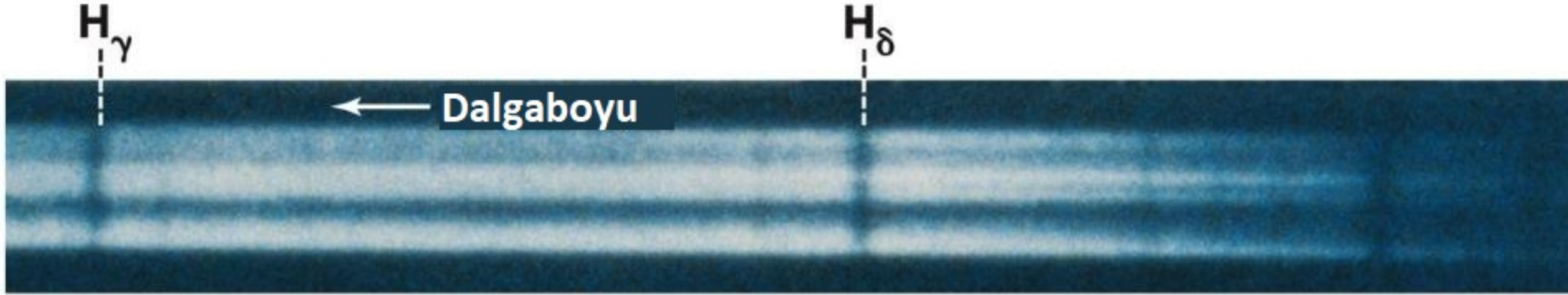


H-R diyagramındaki yıldızların boyutları

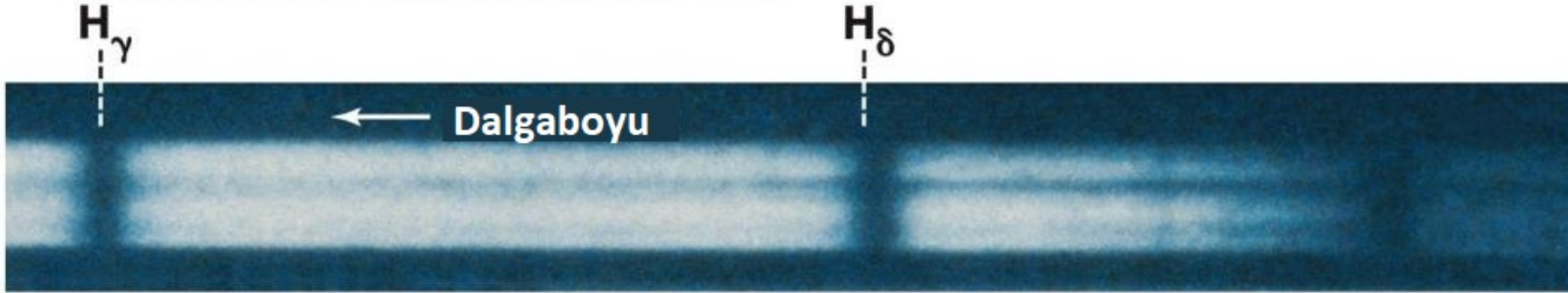
Şekil 17-15b

Universe, 10. Baskı

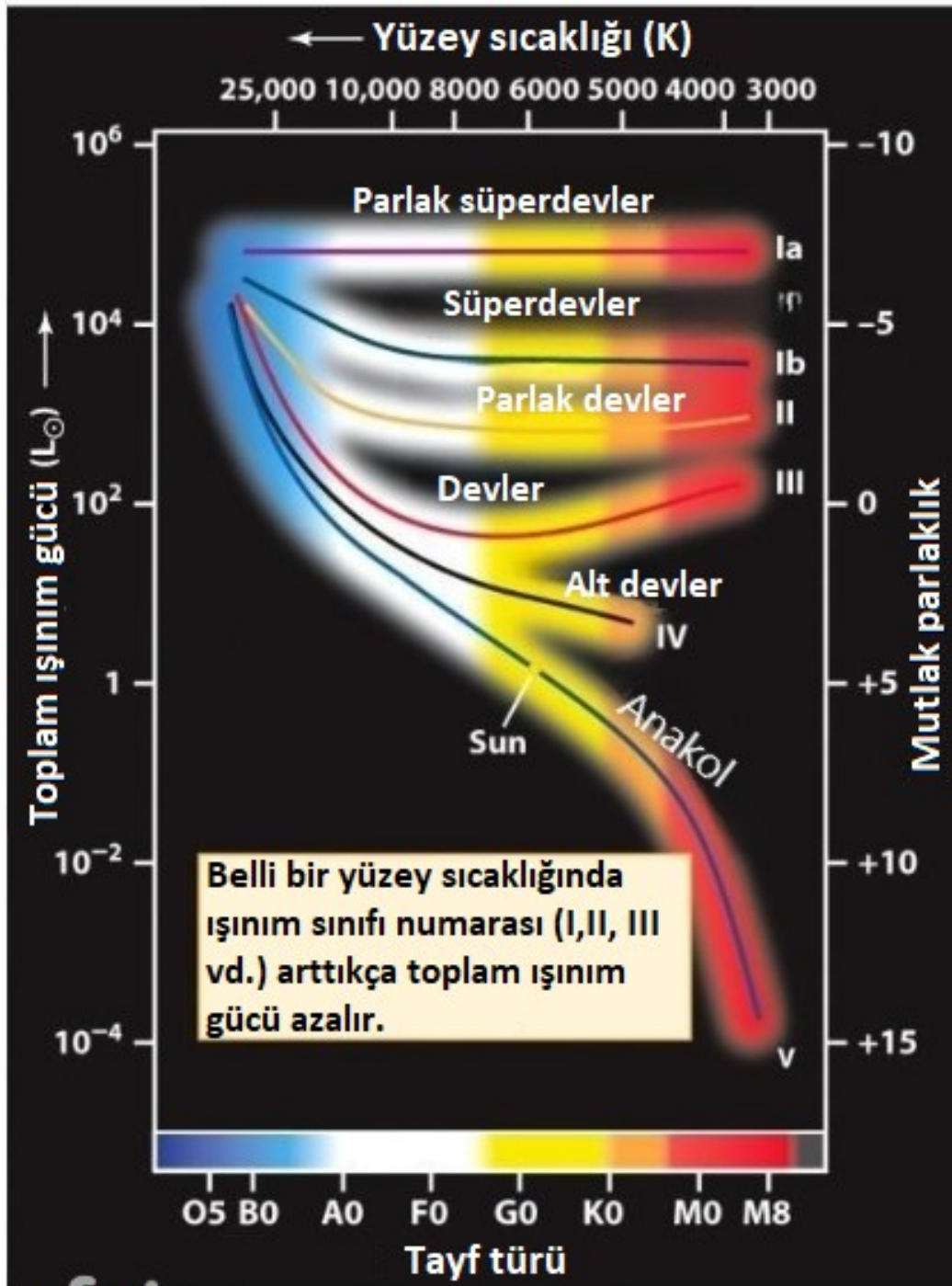
Bir Yıldızın Tayfı ve Işınım Gücü



**(a) süperdev yıldızların yoğunlukları ve atmosfer basınçları düşüktür:
tayflarında dar soğurma çizgileri vardır**



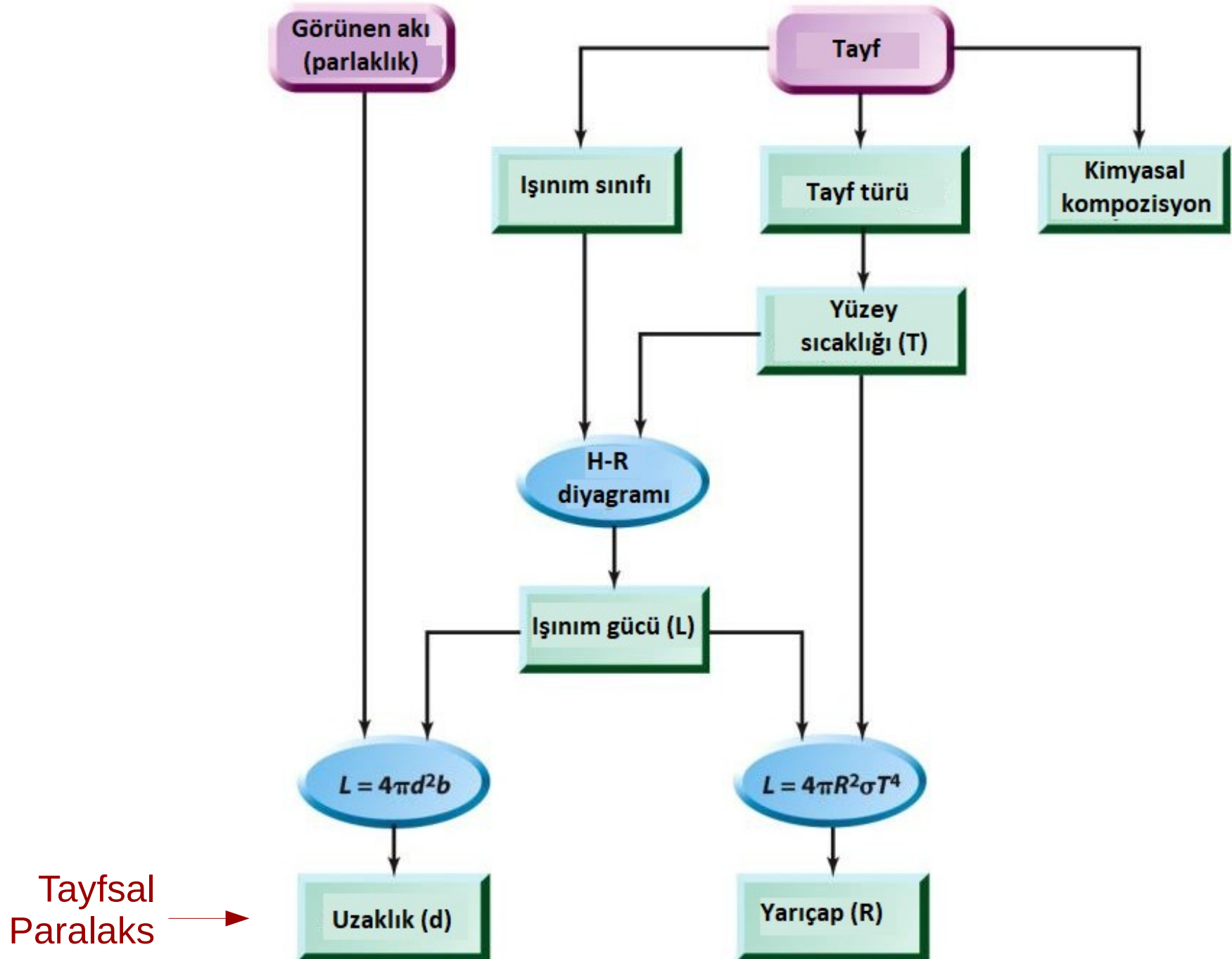
**(b) Anakol yıldızları daha yoğundur ve atmosfer basınçları daha yüksektir:
tayflarında geniş soğurma çizgileri vardır**



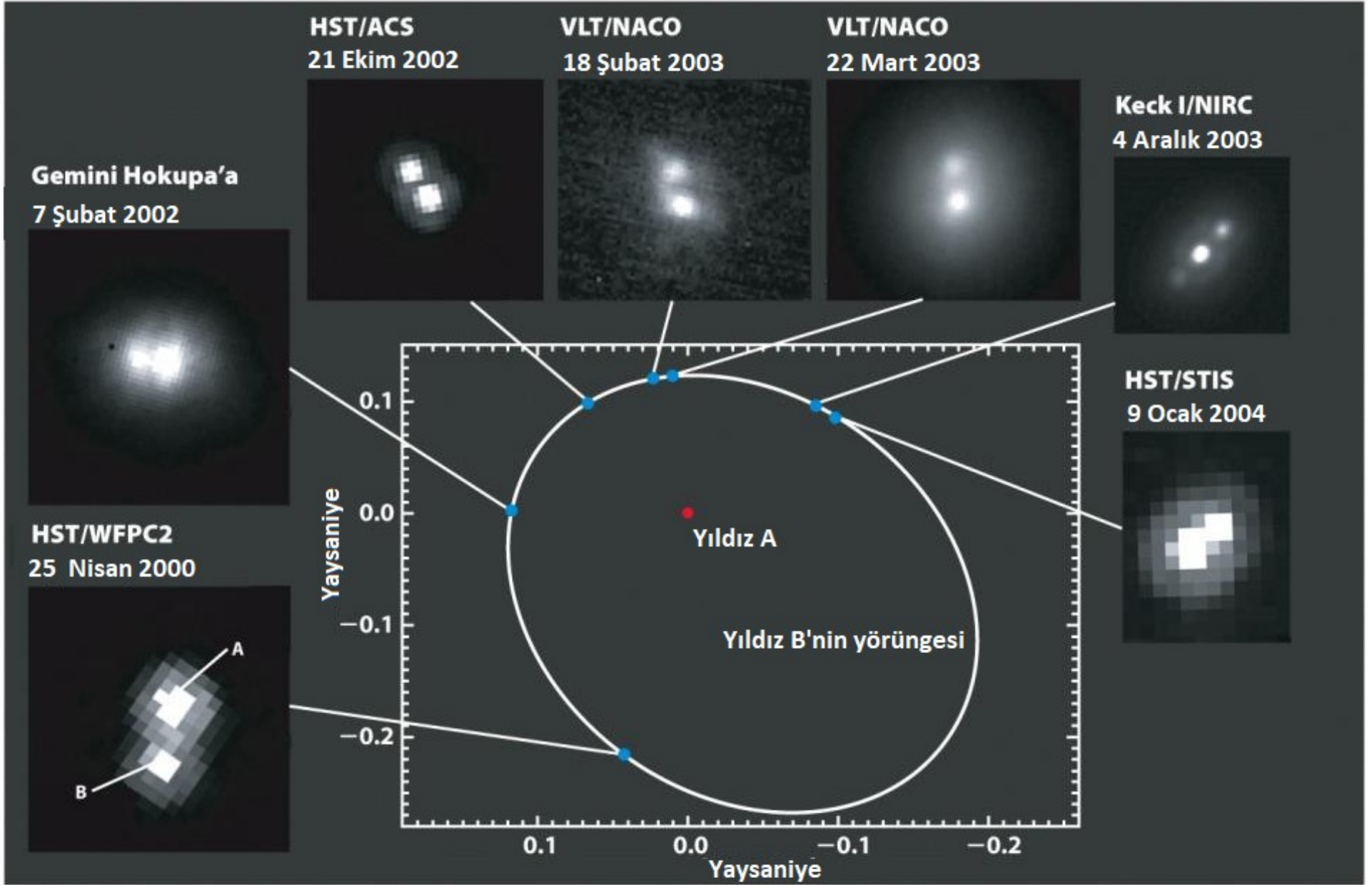
Şekil 17-18

Universe, 10. Baskı

Yıldızların 2-boyutlu sınıflandırması
Morgan – Keenan (MK)



Şekil 17-19
Universe, 10. Baskı



Şekil 17-20
Universe, 10. Baskı
H. Bouy vd., MPE ve ESO

Çift yıldızlar, Kepleryan yörüngelerinde ortak bir kütle merkezinin etrafında dolandıkları için mutlak yıldız parametrelerinin (özellikle kütlelerinin) belirlenmesinde çok önemli rol oynarlar!

Çift Yıldız Sistemleri İçin Kepler'in 3. Yasası

$q = M_2 / M_1$ (kütle oranı) görsel çiftler için yörünge büyüklüklerinin oranından (ya da dikine hız genliklerinin oranından) bulunur

$$M_1 + M_2 = \frac{a^3}{P^2}$$

Uzaklığı bilinen görsel çift sistemler için görel yörünge büyüklüğü

Yörünge tamamının katedileceği zaman (gözlemlerden)

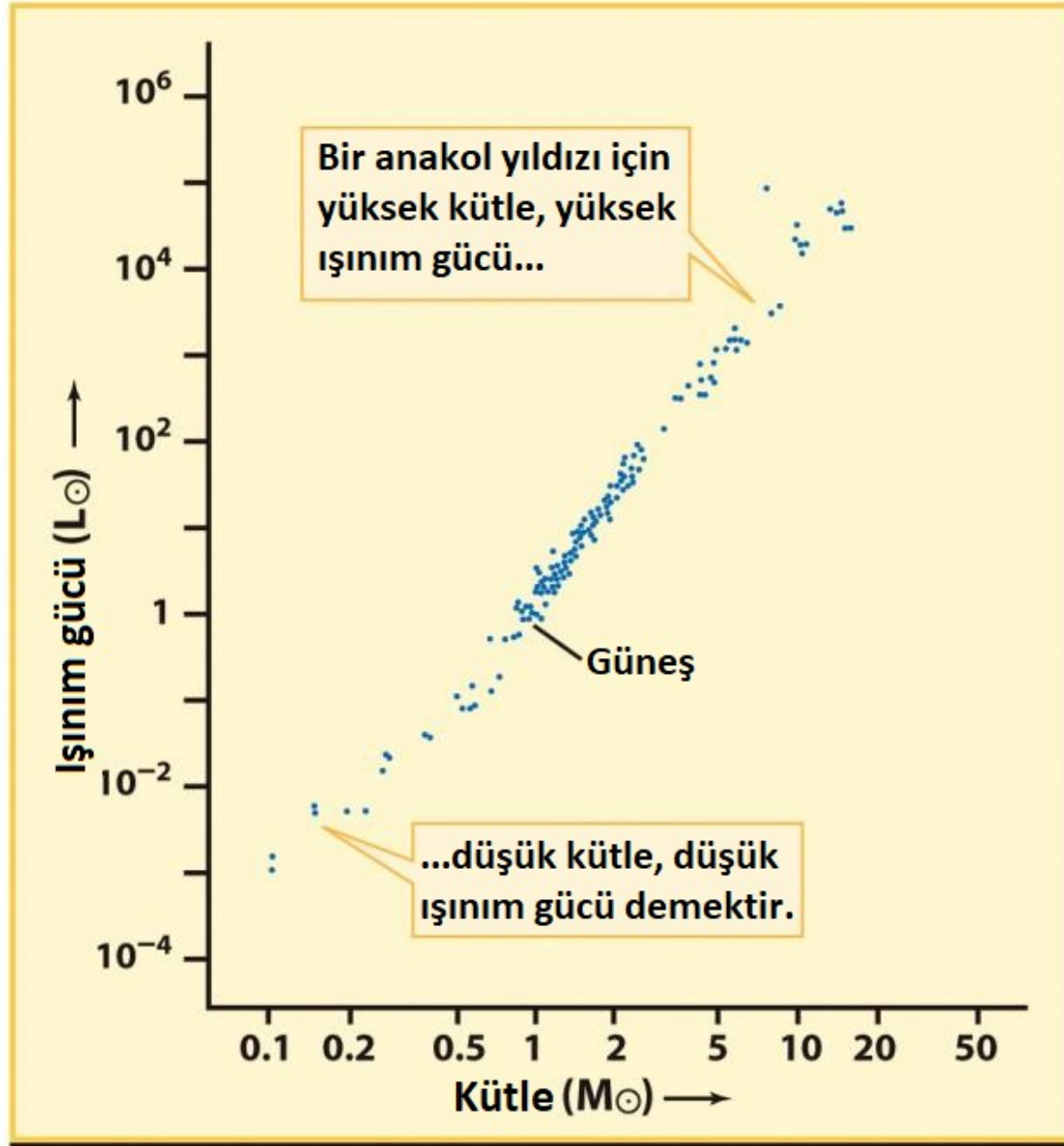
M_1, M_2 : Çift sistem bileşenlerinin kütleleri [Güneş biriminde]

a : Görel yörünge büyüklüğü [Astronomi Birimi'nde, AB]

P : Yörünge Dönemi [Dünya yılı biriminde]

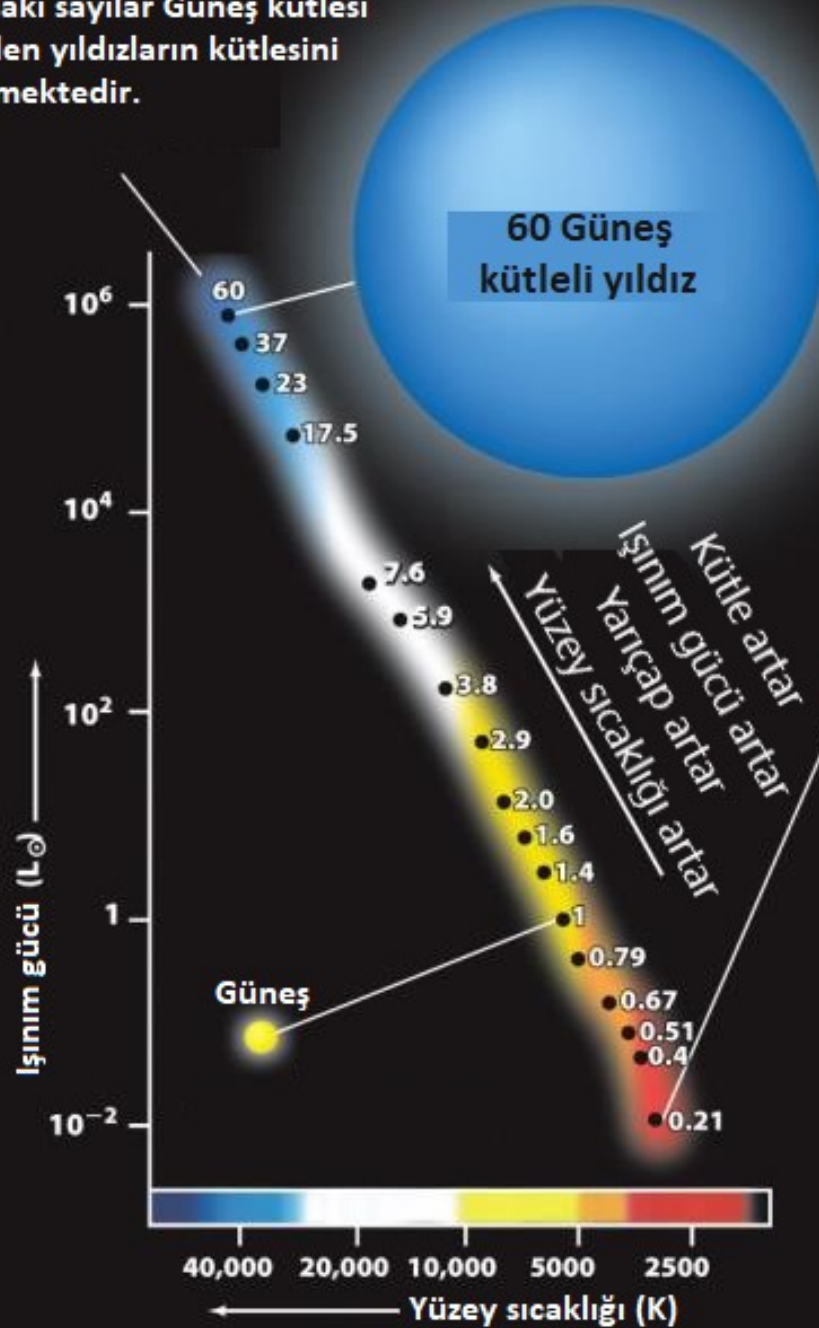
Alıştırma: Kepler'in Üçüncü Yasası'nın Newton formunun, evrensel çekim sabitini (G) ve hatta π 'yi içeren biraz daha karmaşık bir denklem olduğunu biliyorsunuz. Güneş birimleri kullanıldığında yukarıdaki denklemin geçerli olduğunu ve sabitlerin denklemlerden kaybolduğunu göstermeye çalışınız!

Kütle-Işınım Gücü Bağıntısı



Şekil 17-22
Universe, 10. Baskı

Her bir nokta farklı bir anakol yıldızını simgelemektedir. Noktaların yanındaki sayılar Güneş kütlesi cinsinden yıldızların kütlelerini göstermektedir.



- 60 Güneş kütleli yıldızın çekirdeğindeki basınç ve sıcaklık Güneş'e göre çok daha fazladır.

-Bu basınç ve sıcaklık, çekirdekteki termonükleer reaksiyonların çok daha hızlı gerçekleşmesini ve çok daha hızlı enerji üretilmesine sebep olur – Güneş'e göre 790000 kat daha hızlı.

-Yıldızın yüzeyinden salınan enerji ile çekirdeğinde ortaya çıkan enerji eşittir. Bu nedenle yıldızın ışınım gücü, Güneş'ten 790000 kat fazladır.

-Bu muazzam enerji üretim hızı aynı zamanda yıldızın içerisini de muazzam şekilde ısıtır ve yıldızın iç basıncını artırır. Bu basınç yıldızın şişmesine sebep olur ve yarıçapı Güneş'in 15 katı kadar olur.

-Yıldızın uzaya bu kadar hızlı enerji salabilmesi için yüzey sıcaklığı yüksek olmalıdır (44500 K civarı).

0.21 Güneş kütleli yıldız

-0.21 Güneş kütleli yıldızın çekirdeği, Güneş'e göre çok daha düşük sıcaklık ve basınca sahiptir.

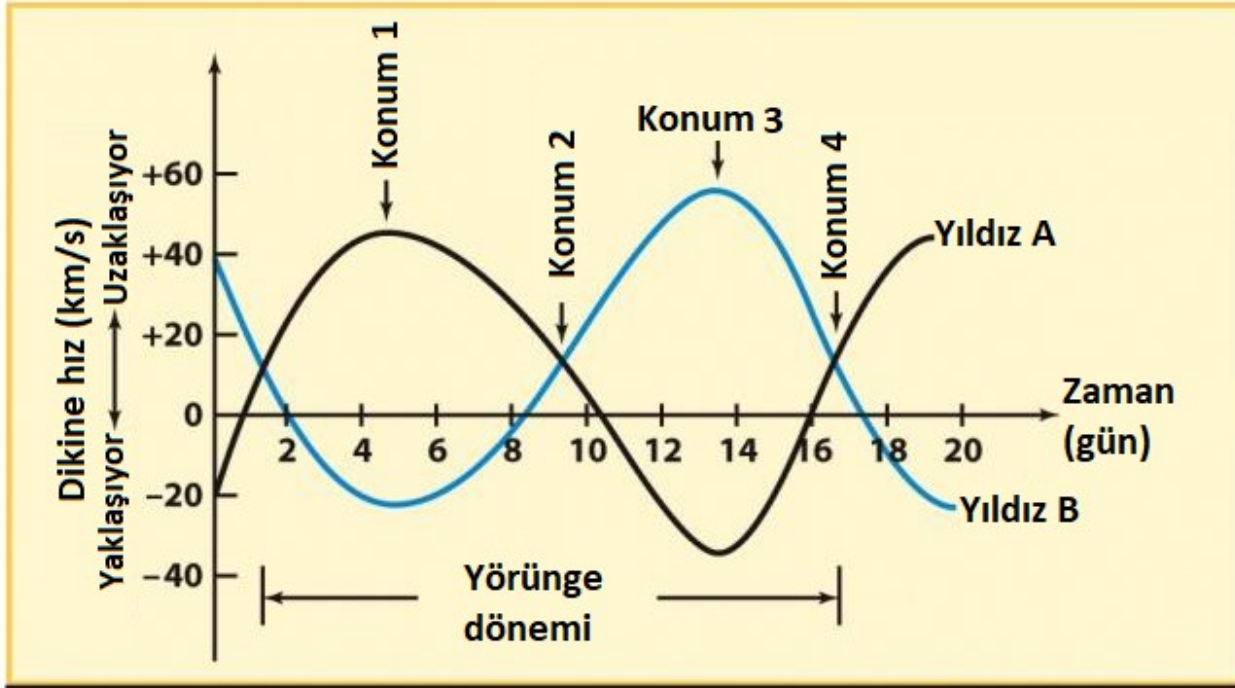
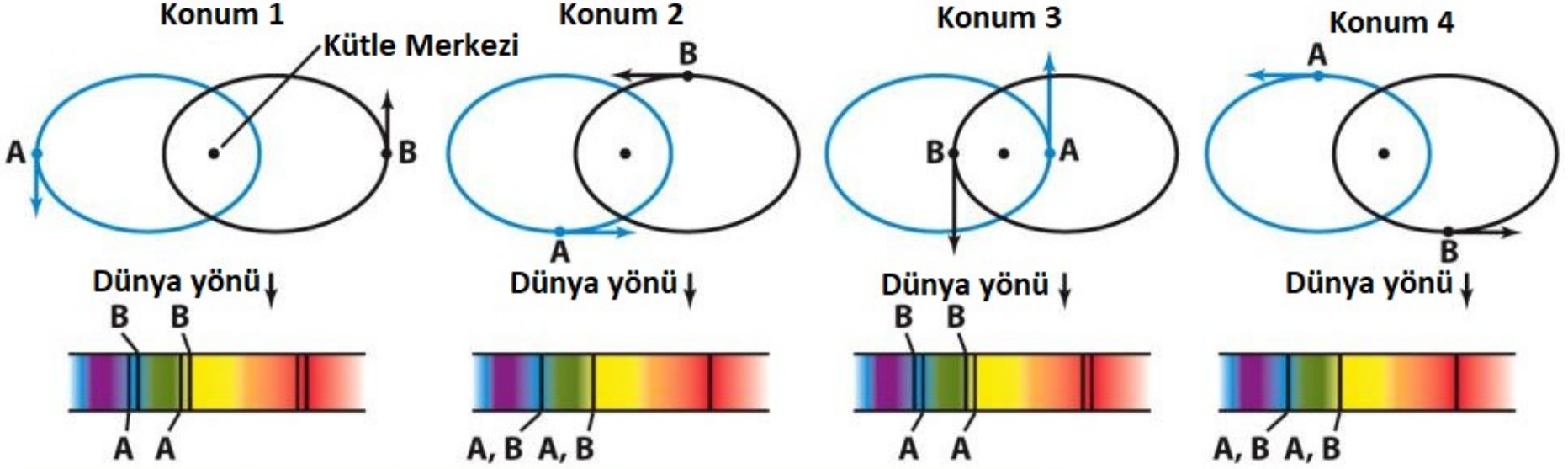
-Bu nedenle çekirdekteki termonükleer reaksiyonlar daha yavaş gerçekleşmez ve enerji daha yavaş enerji üretilir – Güneş'in 0.011 katı.

-Yıldızın yüzeyinden salınan enerji ile çekirdeğinde ortaya çıkan enerji eşittir. Bu nedenle yıldızın ışınım gücü Güneş'in 0.011 katıdır.

-Enerjinin yavaş üretilmesinden dolayı yıldızın çekirdeği daha az ısıtılır. Bu durumda yıldızın iç basıncı düşük olur. Bu nedenle yıldızın yarıçapı, Güneş'in yarıçapının sadece 0.33 katı kadardır.

-Yıldızın uzaya yaydığı enerjinin yavaş olmasından dolayı yüzeyi görece soğuk olabilir (3200 K civarı).

Tayfsal Çift Yıldızlar



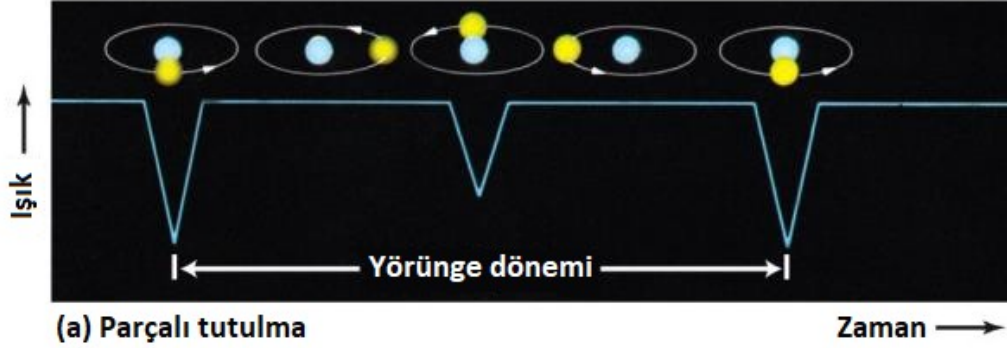
$q = M_2 / M_1$
dikine hızların
genliklerinin oranından
(K_1 / K_2)
bulunur.

$$q = \frac{M_2}{M_1} = \frac{K_1}{K_2}$$

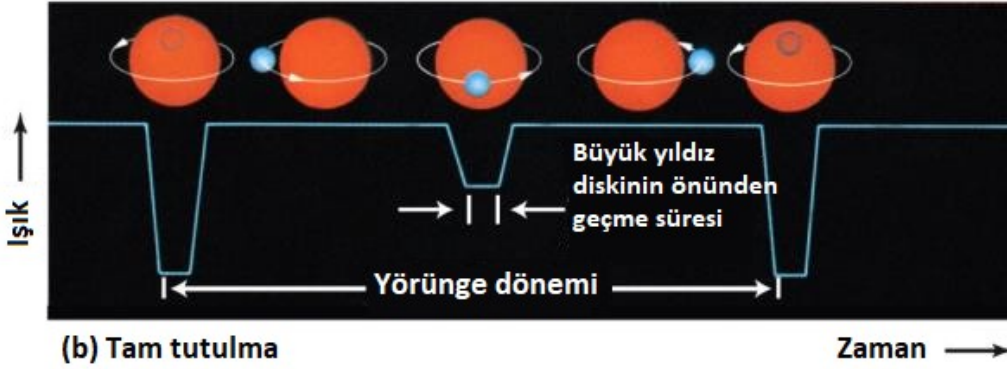
Ancak kütleleri belirlemek için yörünge eğim açılarının da bilinmesi gerekir.

Örten Çift Yıldızlar

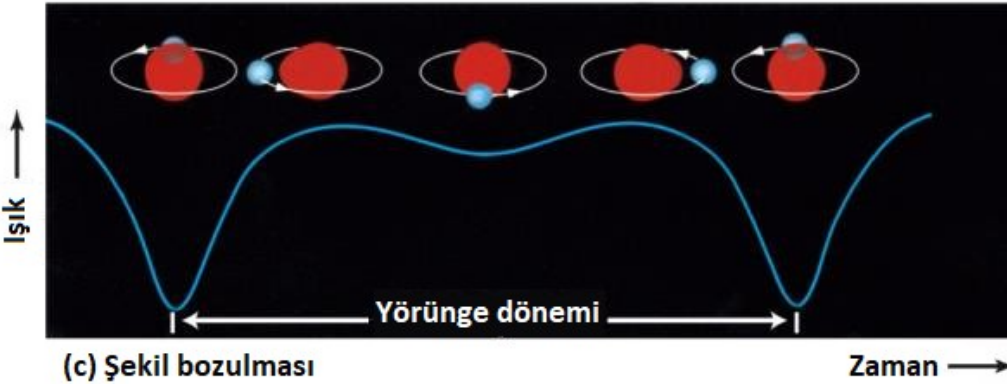
Örten çiftlerin ışık eğrisi gözlemlerinden yörünge eğim açısı belirlenmektedir. ($i \sim 90^\circ$)!



$$K = \frac{2 \pi a \sin i}{P \sqrt{1 - e^2}}$$



$$K_1 = \frac{2 \pi \sin i}{P \sqrt{1 - e^2}} \frac{m_2}{m_1} a_2$$



$$\delta \approx \frac{L_1}{L_2} = \left(\frac{R_2}{R_1} \right)^2 \left(\frac{T_2}{T_1} \right)^4$$

Şekil 17-24abc
Universe, 10. Baskı

Dikine hız gözlemleriyle ışık eğrisi gözlemleri birleştirilerek çift yıldız bileşenleri için mutlak parametreler ($M_{1,2}$, $R_{1,2}$, $T_{1,2}$) belirlenir ve tek yıldızlar için de bu parametrelerin belirlenebileceği denklemler (kalibrasyonlar) oluşturulur.

Alıştırma Soruları

- 1) GJ 1156 yıldızının paralaks açısı 0,153 yaysaniyesidir. Yıldız Yer'e ne kadar uzaktadır?
- 2) Kapteyn yıldızı (adını onu bulan Hollandalı astronomdan almıştır) 0,255 yaysaniyelik bir paralaksa, yılda 8,67 yay saniyelik öz harekete ve 246 km/s'lik bir radyal hıza sahiptir. (a) Yıldızın teğetsel hızı nedir? (b) Yıldızın uzay hızı (V) nedir? (c) Kapteyn yıldızı gözlemciye yaklaşıyor mu uzaklaşıyor mu? Açıklayınız
- 3) Yılda 0,08 yay saniyelik öz hareketi ve 40 km/s teğetsel hızı olan bir yıldız ne kadar uzaktadır? Bu mesafedeki bir yıldızın Barnard yıldızıyla aynı öz hareketi göstermesi için teğetsel hızının ne olması gerekir?
- 4) HIP 72509 yıldızının görünen parlaklığı 12,1 kadir, paralaks açısı ise 0,222 yaysaniyedir. (a) Yıldızın mutlak parlaklığını belirleyiniz. (b) HIP 72509'un ışınım gücünün Güneş'in ışınım gücüne oranını bulunuz.
- 5) Belirli bir değişen yıldız türünün ortalama mutlak parlaklığının 0,0 kadir olduğu bilinmektedir. Bu tür yıldızların belirli bir yıldız kümesinde ortalama görünen parlaklığı ise 14,0 kadir olarak gözlenmiştir. Bu yıldız kümesinin uzaklığı nedir?
- 6) Orion (Avcı) takımyıldızındaki parlak yıldız Rigel'in yüzey sıcaklığı Güneş'ininkinin yaklaşık 1,6 katı kadardır. Işınım gücü ise Güneş'ininkinin yaklaşık 64.000 katıdır. Rigel'in yarıçapını Güneş yarıçapı cinsinden bulunuz
- 7) CoD-33°7795 B olarak adlandırılan kahverengi cücenin ışınım gücü Güneş'ininkinin 0,0025 katıdır. Çok genç olduğu ve henüz soğumaya vakti olmadığından 2550 K gibi nispeten gibi yüksek bir yüzey sıcaklığına sahiptir . (a) Bu kahverengi cücenin tayf türü nedir? (b) CoD-33°7795 B'nin yarıçapını bulunuz. Cevabınızı Güneş'in yarıçapı ve kilometre cinsinden ifade ediniz. Bu yarıçapı Jüpiter'in yarıçapıyla karşılaştırınız.

Alıştırma Soruları

8) Görsel çift sistem 70 Ophiuchi (aşağıdaki şekil) 87,7 yıllık bir yörünge dönemine sahiptir. 70 Ophiuchi'nin paralaksı 0,2 yaysaniyesidir. Görünen yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu 4,5 yaysaniyesidir. (a) 70 Oph ne kadar uzaktadır? (b) Yarı-büyük eksen uzunluğunun Astronomi Birimi cinsinden değeri nedir? (c) İki yıldızın kütlelerinin toplamı Güneş kütlesi cinsinden nedir?

