

AST404 Gözlemsel Astronomi

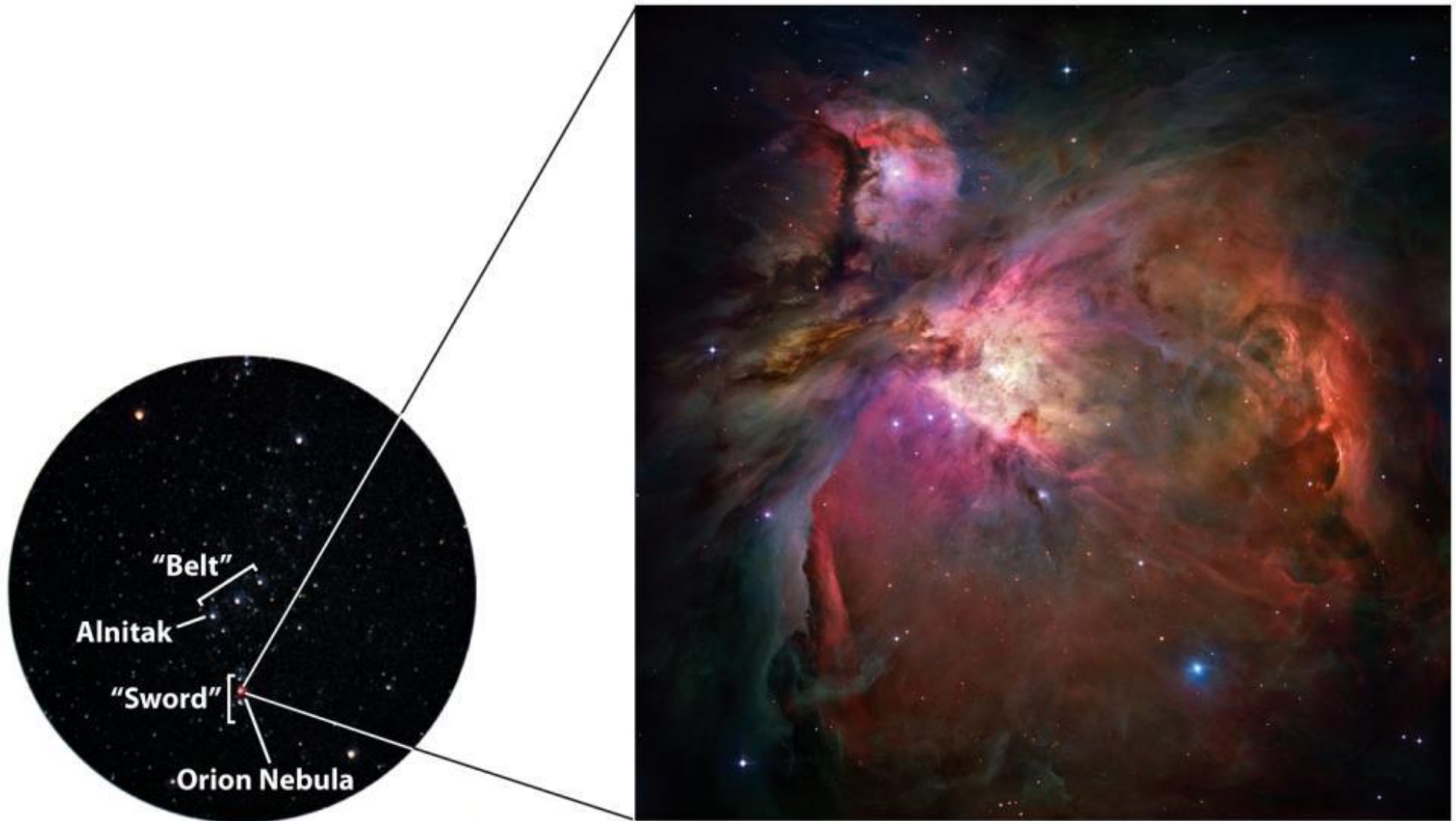
Ders 10 : Yıldız Evrimi



Anakol Öncesi Evrim



“Yıldızlar yıldızlararası ortamdaki moleküler gaz bulutlarında (yıldız oluşum bölgelerinde) oluşurlar”



(a) A wide-angle view of Orion

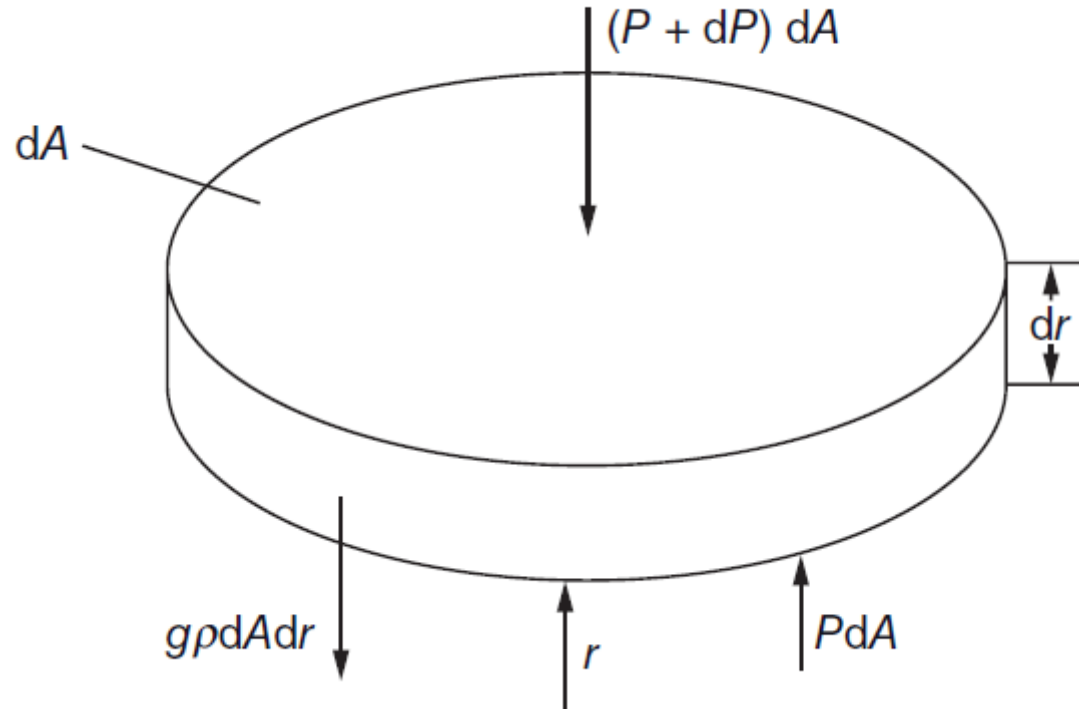
(b) A closeup of the Orion Nebula

Figure 18-1

Universe, Tenth Edition

a: Australian Astronomical Observatory/David Malin Images; b: NASA,ESA, M. Robberto [Space Telescope Science Institute/ESA] and the Hubble Space Telescope Orion Treasury Project Team

“Bir yıldızın evrimi onu oluşturan maddeyi merkeze doğru çeken kütle çekim kuvvetiyle, dışarı iten gaz basıncı arasındaki savaşın hikayesidir”



Yıldızın içerisinde birim kalınlıkta (dr), birim yüzey alanına (dA) sahip birim kütle elementinin (dM) üzerindeki 3 temel kuvvet (LeBlanc, 2010, An Introduction to Stellar Astrophysics)

Hidrostatik Denge Denklemi

$$P(r)dA - [P(r) + dP]dA - \rho(r)dA dr g(r) = 0 \longrightarrow \frac{dP(r)}{dr} = -\rho(r)g(r)$$

Virial Teoremi

Bir yıldız oluşum bölgesindeki bir gaz bulutunu küresel simetrik varsayıp, onun için yazdığımız Hidrostatik denge denkleminde $g(r)$ çekim ivmesini ($G M / r^2$) yerine koyduktan sonra denklemin her iki tarafını bir gaz bulutunun hacmiyle çarpalım.

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{\rho(r)GM(r)}{r^2} \longrightarrow \frac{4}{3}\pi r^3 dP = -\frac{4}{3}\pi r \rho(r)GM(r)dr$$

Küresel simetrik bir gaz bulutunun içinde r ile $r + dr$ arasında kalan içi boş küresel bir kabuğun kütlesi dM aşağıdaki ifadeyle verilir (kütlenin korunumu).

$$dM = 4\pi r^2 \rho(r)dr$$

Yukarıdaki denklemi bu ifadeyle düzenleyecek olursak ($V = 4/3 \pi r^3$)

$$VdP = -\frac{GM(r)}{3r}dM$$

Şimdi bu denklemi merkezden yüzeye integre edelim. Bunun için eşitliğin sol tarafında kısmi integrasyona ihtiyaç vardır.

$$\int_{P_{\text{merkez}}}^0 VdP = PV \Big|_{\text{merkez}}^{\text{yüzey}} - \int_0^{V_*} PdV \xrightarrow{\substack{P_{\text{yüzey}} = 0 \rightarrow P_{\text{yüzey}} \\ V_{\text{yüzey}} = \\ V_{\text{merkez}} = 0 \rightarrow P_{\text{merkez}} \\ V_{\text{merkez}} = 0}} \int_0^{V_*} PdV = \frac{1}{3} \int_0^{M_*} \frac{GM(r)}{r} dM \longrightarrow -\Omega$$

Virial Teoremi

Bu eşitliğin sağındaki ifade birim kütleyi (dM) sonsuzdan r uzaklığa taşımak için yapılan işe eşittir ve bu da gravitasyonel enerjinin (Ω) negatiftir.

$$\Omega = - \int_0^{M_*} \frac{GM(r)}{r} dM \longrightarrow 3 \int_0^{V_*} P dV = -\Omega$$

T sıcaklığında ideal bir gazdaki bir parçacığın kinetik enerjisi \rightarrow K.E. = $3 / 2 kT$ ile verilir. Gaz bulutunun içerdiği parçacık sayısı N , hacmi V olmak üzere termal enerji yoğunluğu ϵ

$$\epsilon = \frac{N}{V} \frac{3}{2} kT \quad \text{İdeal gaz için } PV = NkT \text{ olduğundan} \quad 3 \int_0^{V_*} P dV = 2 \int_0^{V_*} \epsilon dV = -\Omega$$

Gazın toplam termal enerjisi (U), enerji yoğunluğunu (ϵ) tüm hacim üzerinden integre edilerek edilir.

$$U = \int_0^{V_*} \epsilon dV \quad \text{Sonuç olarak eşitlikte yerine konursa} \quad U = -\frac{\Omega}{2} \longrightarrow 2U + \Omega = 0$$

Gaz bulutu sıkıştıkça gravitasyonel potansiyel enerjisi ($-\Omega$) artar. Virial teoremi gereğince buna bağlı olarak toplam termal enerjisi (U) de artar. Dolayısı ile sıcaklığı artar. Virial teoremi gravitasyonel potansiyel enerjinin yarısının gazı ısıtmakta ($\Delta U = -2\Delta\Omega$) diğer yarısının ise uzaya enerji olarak salınmakta olduğunu gösterir. Çökmekte olan bir gaz bulutu bu enerjiyle ışınım yapar.

Jeans Kriteri

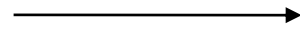
Aslında çökmekte olan bir gaz bulutu hidrostatik dengede değildir. Bu nedenle başlangıç noktamız gerçekte doğru değildir. Bu nedenle gravitasyonel potansiyel enerjinin ancak yaklaşık yarısının termal enerjiye dönüştüğünü söyleyebiliriz. Bulutun başlangıç kütlesi yeterliyse bu termal enerjinin bulutun merkezini nükleer reaksiyonları başlatacak kadar yükselttiğinden bahsedebiliriz. Sadece bu durumda nükleer reaksiyonlarla üretilen ve ışınımla harcanan enerji dengelenebilir ve yıldız “doğar”!

Peki “ne kadar kütle yeterlidir?”. Bu sorunun cevabı **Jeans Kriteri**, **Jeans Limiti** ya da **Jeans Kütlesi** adı verilen kavramla verilir. Bu limit kütle hesaplamak üzere gravitasyonel potansiyel enerji tanımıyla başlayalım.

$$\Omega = - \int_0^{M_*} \frac{GM(r)}{r} dM$$

Bu niceliğin hesaplanmasındaki temel güçlük yoğunluk profilinin (yoğunluğun uzaklıkla nasıl değiştiğinin) bilinmemesidir. Ancak bulutun, yarıçapı R olan bir küre olduğunu, kütle sinid (M) de homojen dağıldığını varsayarak ortalama bir yoğunluk varsayımıyla işe başlayabiliriz.

$$\bar{\rho}(r) = \frac{M(r)}{\frac{4}{3}\pi r^3}$$



$$r = \left(\frac{M(r)}{\frac{4}{3}\pi\rho} \right)^{1/3}$$

Jeans Kriteri

Şimdi gravitasyonel potansiyel enerjiyi bu r niceliği cinsinden yazabiliriz.

$$\Omega = -G \left(\frac{4}{3} \pi \rho \right)^{1/3} \int_0^{M_*} M^{2/3} dM \longrightarrow \Omega = -G \left(\frac{4}{3} \pi \rho \right)^{1/3} \frac{3}{5} M_*^{5/3}$$

Bulutun ortalama yoğunluğu

$$\rho = \frac{M_*}{\frac{4}{3} \pi R_*^3}$$

olduğundan

$$\Omega = -\frac{3}{5} \frac{GM_*^2}{R_*}$$

Bulutun eş sıcaklıklı (T) ve sabit yoğunluklu (ρ) varsayarsak termal enerjisi

$$U = \frac{3}{2} NkT$$

Burada N buluttaki toplam parçacık sayısıdır ve μ ortalama molekül kütlesi, m_H birim parçacık kütlesi (hidrojenin kütlesi) olmak üzere aşağıdaki ifadeyle verilir.

$$N = \frac{M}{\mu m_H}$$

Jeans Kriteri

Bulutun çökmesi için gravitasyonel potansiyel enerjisinin termal enerjisinden büyük olması gerekir

$$-\Omega > 2U \longrightarrow \frac{3}{5} \frac{GM^2}{R} > \frac{3MkT}{\mu m_H}$$

Bu noktada bulutun yarıçapını yerine koyabiliriz.

$$R = \left(\frac{M}{\frac{4}{3}\pi\rho} \right)^{1/3}$$

Bu şekilde elde edilen limit kütleye **Jeans Kütle**si ya da **Jeans Limiti** adı verilir.

$$M > \left(\frac{5kT}{\mu m_H G} \right)^{3/2} \left(\frac{3}{4\pi\rho} \right)^{1/2} = M_J$$

Bu limitin yoğunluk karşılığı **Jeans yoğunluğu** $\rho > \rho_J = \left(\frac{5kT}{\mu m_H G} \right)^3 \left(\frac{3}{4\pi M^2} \right)$

Bu limitin yarıçap karşılığı **Jeans uzunluğu** $R_J = \left(\frac{15kT}{4\pi\rho\mu m_H G} \right)^{1/2}$

Bu koşulları sağlayan bir gaz bulutu kendi gravitasyonel çekim kuvveti altında çöker!

Yıldız Oluşum Bölgeleri



Figure 18-9
Universe, Tenth Edition
NASA, ESA, and The Hubble Heritage Team [STScI/AURA]

Bok Bulutları

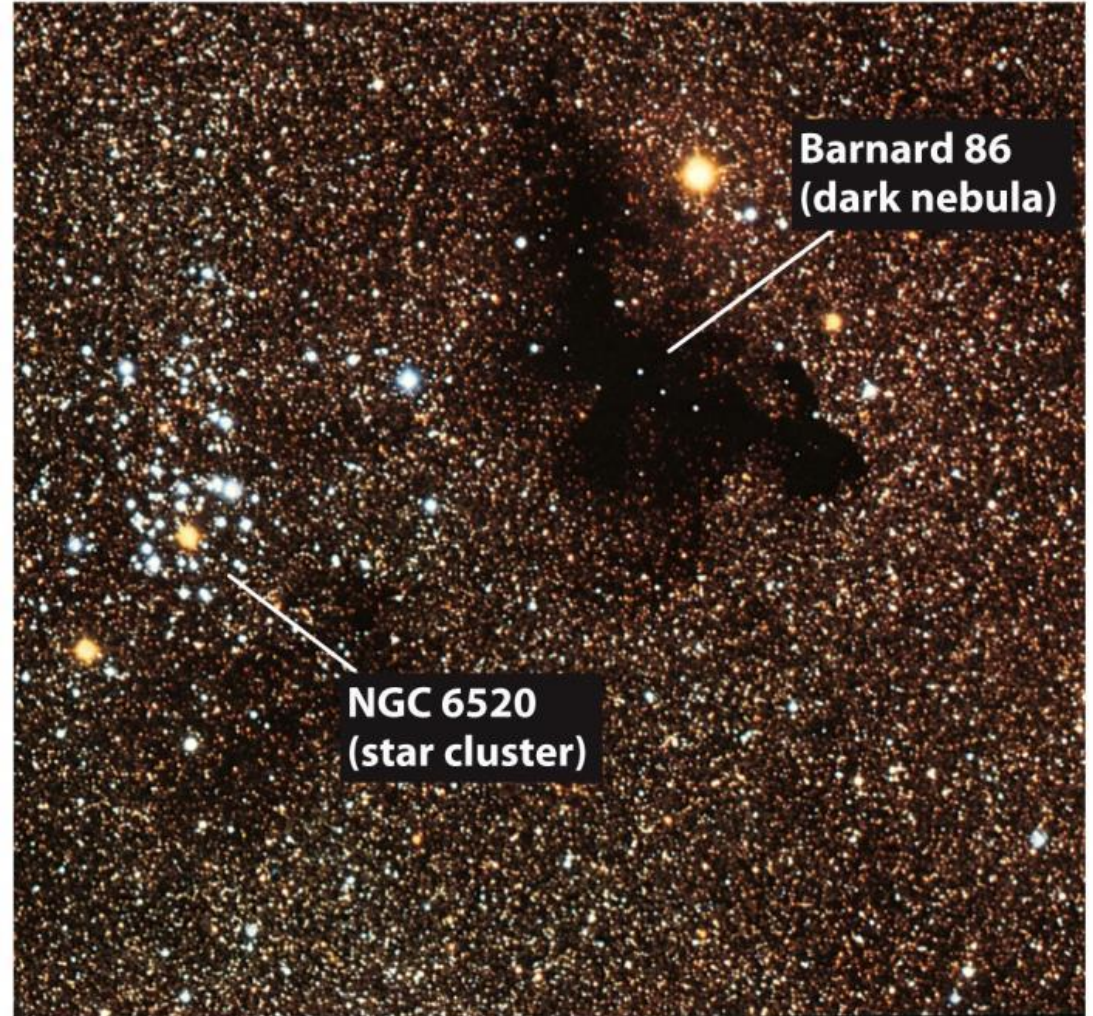


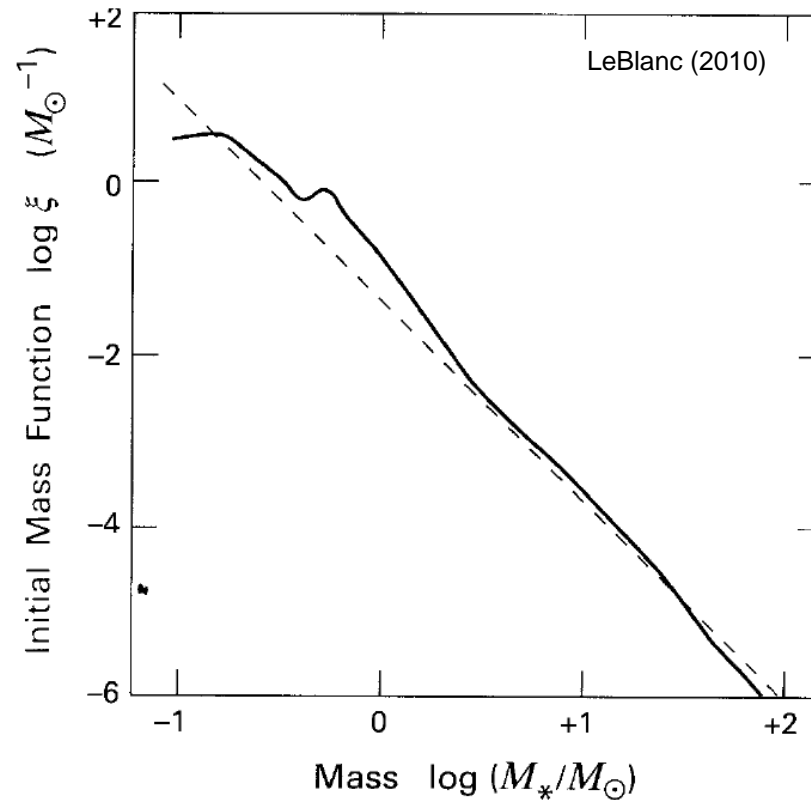
Figure 18-4
Universe, Tenth Edition
Australian Astronomical Observatory/David Malin Images

Barnard Cisimleri

Ancak bir moleküler gaz bulutu bu koşulları sağlasa dahi çökmeyi tetikleyecek bir başlatıcı olaya ihtiyaç vardır. Bu başlatıcı olay için en çok kabul gören üç öneri:

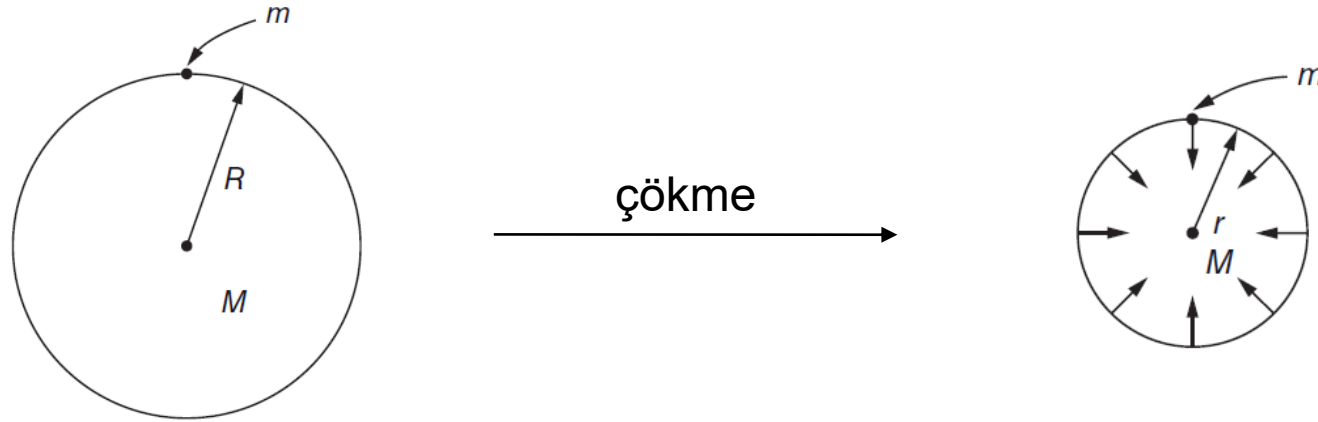
- ✓ Süpernovalarla yayılan şok dalgaları
- ✓ Yıldızlararası bulutların birbirleriyle çarpışmaları
- ✓ Spiral galaksilerin kollarındaki yoğunluk dalgaları

Hangi kütleli yıldızlardan daha fazla, hangilerinden daha az oluştuğunu belirlemekte kullanılan fonksiyona **Başlangıç Kütle Fonksiyonu** (ing. Initial Mass Function, IMF) adı verilir. Aşağıda Güneş komşuluğu için Stahler ve Palla (2004) tarafından verilen IMF'yi (sürekli eğri) ve Salpeter yasasını ($IMF \propto M^{-2.35}$) (süreksiz eğri) görüyorsunuz. Açık ki küçük kütleli yıldızlardan (büyük yıldızlara oranla) çok daha fazla oluşmaktadır.



Yıldız Oluşum Zaman Ölçeği

Serbest Düşme (Dinamik) Zaman Ölçeği (t_{ff}): Bir gaz bulutunun yıldız oluşturmak üzere başlangıçtaki şeklinden tek bir noktaya sadece kütleçekim nedeniyle çökmesi için geçen zaman olarak tanımlanır ve kütleçekime karşı gelecek gaz basıncı kuvveti yok sayılır.



R yarıçapına ve M kütesine sahip, küresel olduğunu varsaydığımız gaz bulutunun yüzeyinde bir m kütesinin kinetik enerjisindeki değişim, çökme öncesi ve sonundaki gravitasyonel potansiyel enerjileri arasındaki fark kadardır.

$$K = \frac{1}{2} m \left(\frac{dr}{dt} \right)^2 = \frac{GMm}{r} - \frac{GMm}{R}$$

m kütesindeki parçacığının hızı (dr / dt) bu durumda:
$$\frac{dr}{dt} = - \left(\frac{2GM}{r} - \frac{2GM}{R} \right)^{1/2}$$

Yıldız Oluşum Zaman Ölçeği

Bu denklemden zamanı çekip integre edecek olursak serbest düşme zaman ölçeğini hesap edebiliriz.

$$t_{\text{ff}} = -\int_R^0 \left(\frac{2GM}{r} - \frac{2GM}{R} \right)^{-1/2} dr$$

Bu integrali hesap etmek için $x = r / R$ şeklinde basit bir değişken değişimine ihtiyaç duyarız. Bu değişken değişimi yapıldığında $dr = 1/R dx$ ve $r \rightarrow 0$ iken $x \rightarrow 0$, $r \rightarrow R$ iken $x \rightarrow 1$ olduğu da dikkate alınarak;

$$t_{\text{ff}} = \left(\frac{R^3}{2GM} \right)^{1/2} \int_0^1 \left(\frac{x}{1-x} \right)^{1/2} dx \longrightarrow t_{\text{ff}} = \frac{\pi}{2} \left(\frac{R^3}{2GM} \right)^{1/2} = \left(\frac{3\pi}{32G\rho} \right)^{1/2}$$

Kelvin-Helmholtz (Isısal) Zaman Ölçeği (t_{KH}): Çökmekte olan bir gaz bulutunun tek enerji kaynağının gravitasyonel enerji olduğu varsayılarak hesaplanan ve tüm kinetik enerjisini sabit bir ışınım gücünde yayması için geçen zaman olarak tanımlanan zaman ölçeğidir.

Virial Teoremi gereğince bulutun toplam termal enerji değişimi $\Delta U = -\frac{\Omega}{2} = \frac{3}{10} \frac{GM_*^2}{R_*}$

Bu enerjiyi sabit ışınım gücünde tüketmesi için geçen zaman $\tau_{\text{KH}} = \frac{\Delta U}{L_*} = \frac{3}{10} \frac{GM_*^2}{L_* R_*}$

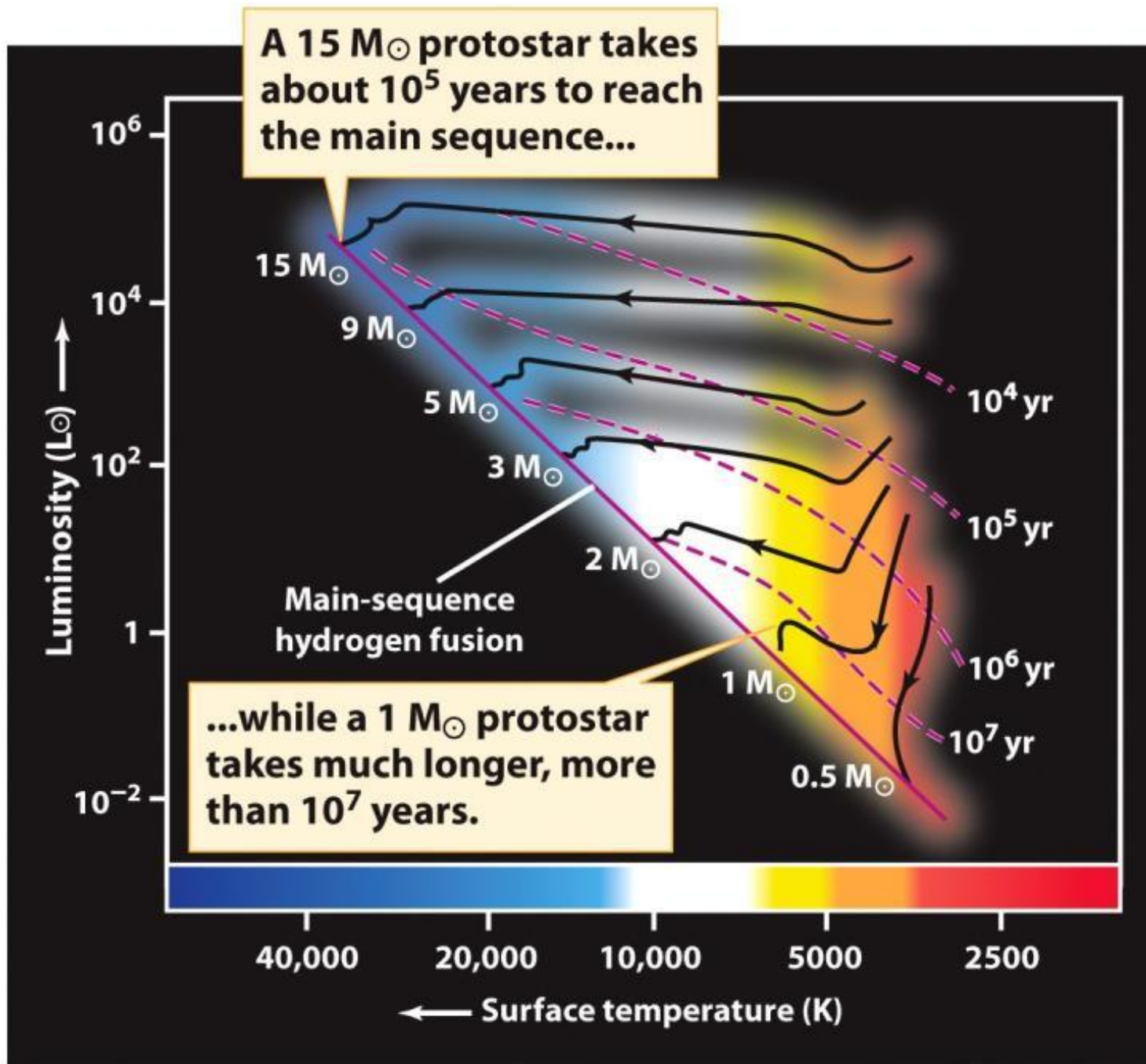
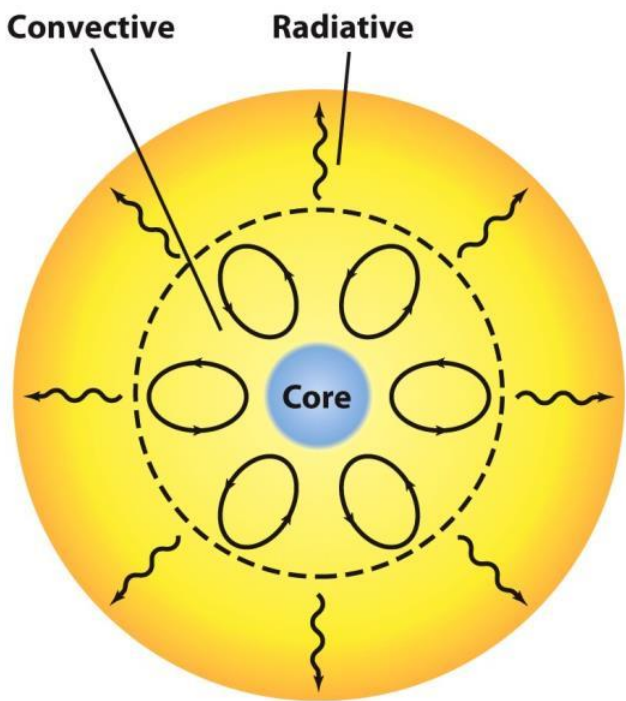


Figure 18-10

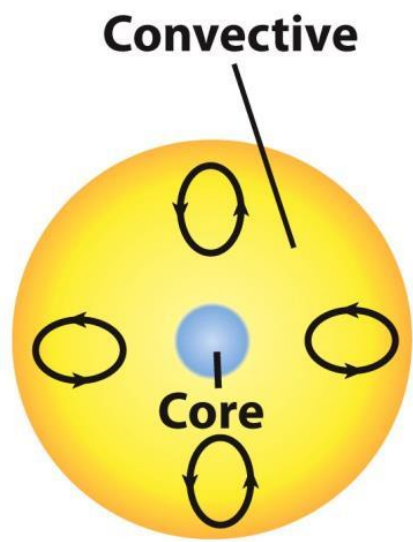
Universe, Tenth Edition

© 2014 W. H. Freeman and Company



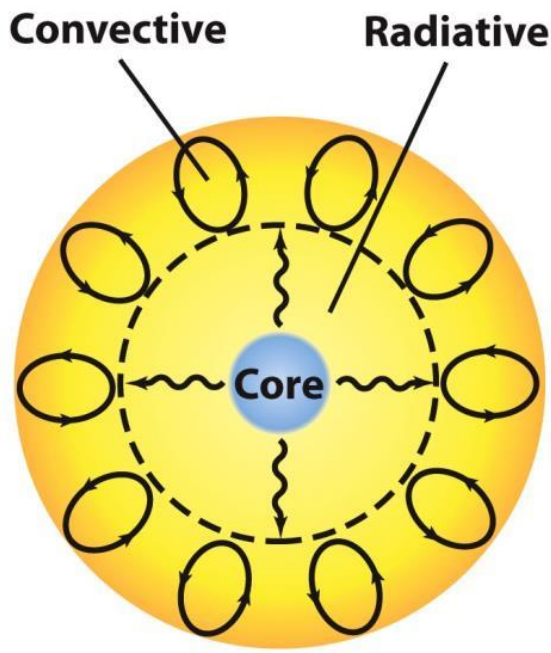
**Mass more than about $4 M_{\odot}$:
Energy flows by convection in
the inner regions and by
radiation in the outer regions.**

Figure 18-12a
Universe, Tenth Edition
© 2014 W. H. Freeman and Company



**Mass less than $0.4 M_{\odot}$:
Energy flows by convection
throughout the star's interior.**

Figure 18-12c
Universe, Tenth Edition
© 2014 W. H. Freeman and Company

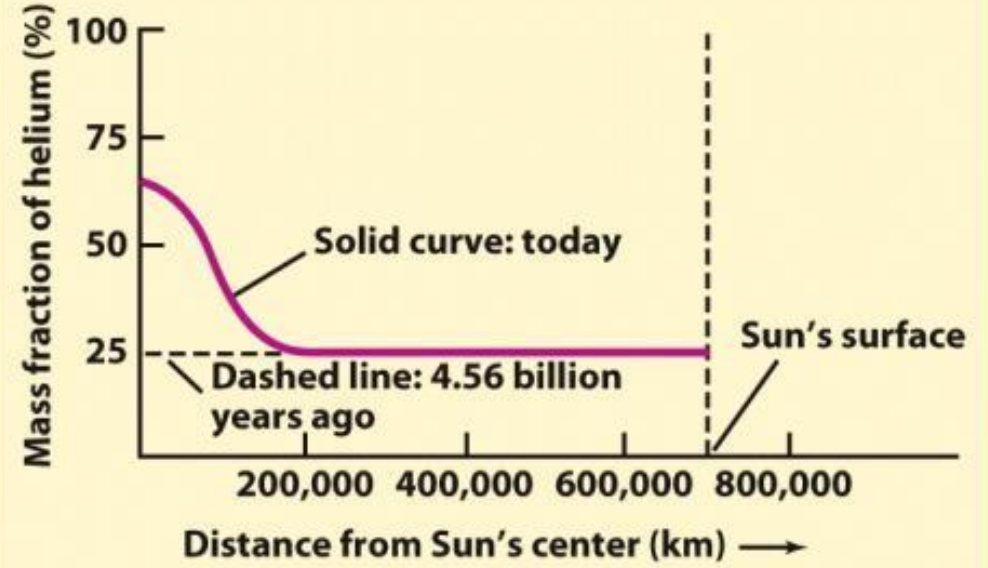
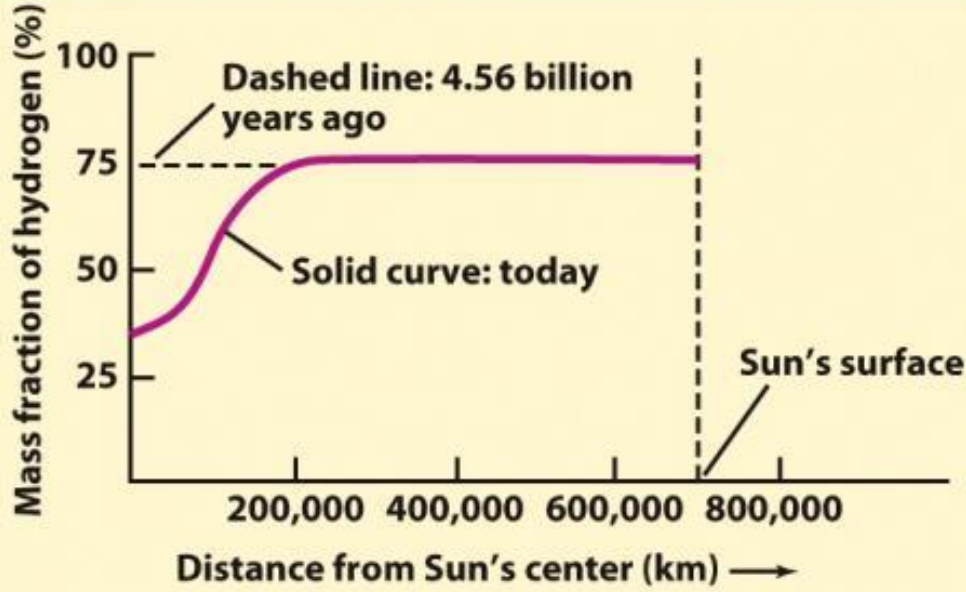


**Mass between about $4 M_{\odot}$
and $0.4 M_{\odot}$: Energy flows
by radiation in the inner
regions and by convection
in the outer regions.**

Figure 18-12b
Universe, Tenth Edition
© 2014 W. H. Freeman and Company

Bir yıldızın evrim sürecini belirleyen en temel parametrelerden biri yıldızın enerjini nasıl transfer ettiğidir. Kütlesi $0.4 M_{\text{Güneş}}$ 'ten küçük yıldızların tamamı konvektifken, $0.4 - 0.4 M_{\text{Güneş}}$ kütle aralığındaki yıldızların çekirdeği radyatif, zarfları konvektif, $M > 0.4 M_{\text{Güneş}}$ kütlesindeki yıldızların ise çekirdekleri konvektif zarfları radyatifdir.

0.4 M_{Güneş} ve Daha Kütleli Yıldızların Anakol Evrimi



(a) Hydrogen in the Sun's interior

(b) Helium in the Sun's interior

Figure 19-1
Universe, Tenth Edition
© 2014 W. H. Freeman and Company

Bir **önyıldız** çekirdeğinde kararlı bir şekilde hidrojen yakmaya başladığı andan itibaren bir **yıldız** adını alır ve **hidrostatik dengeye** ulaşır. HR Diyagramı üzerinde anakola ulaştığı anda bu yıldıza **0 yaş anakol yıldızı (ZAMS)** adı verilir. Başlangıçta yıldızın kimyasal kompozisyonu tek düzedir. Her yerde aynı miktarda hidrojen ve helyum vardır ancak yıldız hidrojenini helyuma dönüştürdükçe; **çekirdeğindeki kimyasal bolluk oranları değişir**. Çekirdekteki parçacık sayısı giderek azaldığından ($4H \rightarrow He$) çekirdekte daha fazla sıkışma için alan oluşur ve **çekirdek üst katmanların da ağırlılıyla sıkışır**. Bu sıkışma sonucunda merkezi bölgede sıcaklık ve yoğunluk artar ve **hidrojen daha hızlı yanmaya** dolayısıyla **açığa çıkan enerji ve ışınım gücü artmaya başlar**. Çekirdekteki gaz basıncı arttığından yıldız üst katmanlarını dışarı doğru iter ve **yarıçapı artar**. **Yüzey sıcaklığı da bir miktar artar**, zira yıldız daha fazla enerji üretir ve bunu daha etkin yüzeye transfer eder.

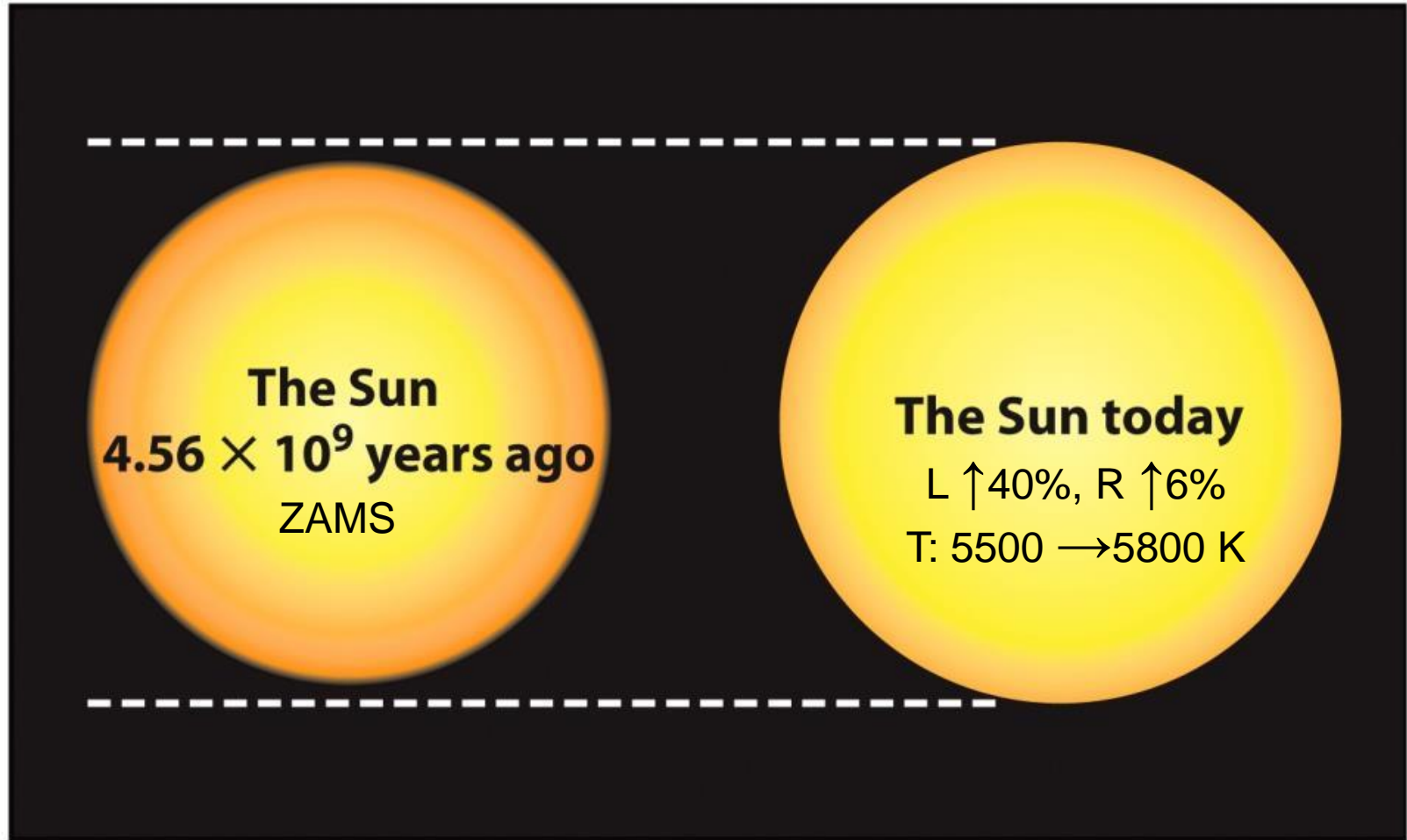


Figure 19-2
Universe, Tenth Edition
© 2014 W. H. Freeman and Company

0.4 $M_{\text{Güneş}}$ 'ten Daha Küçük Kütleli Yıldızların Anakol Evrimi

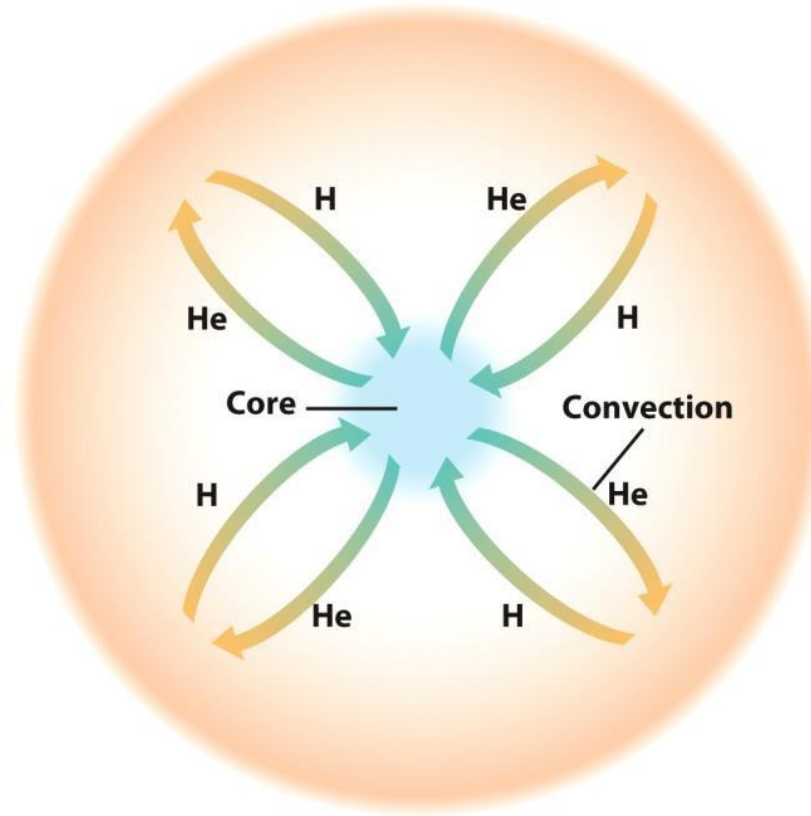


Figure 19-3
Universe, Tenth Edition
© 2014 W. H. Freeman and Company

Küçük kütleli yıldızların çekirdeğinde kimyasal bolluk oranları sürekli değişmez. Zira yıldız tamamıyla konvektif olduğu için yüzeyde hidrojen zengin materyal sürekli çekirdeğe taşınır. Çekirdekdeki helyum külü de bu mekanizmayla yüzeye taşınır. Yıldız zaman içinde tüm hidrojenini tüketir ve **tek düze olarak Helyumca zenginleşir!** Bu yıldızlarda kütleleri nedeniyle termonükleer reaksiyonlar çok yavaş gerçekleştiğinden yıldızların yaşam süresi çok uzundur. M yıldızları için bu süre 10^{13} yıl yöresindedir.

0.08 – 0.4 $M_{\text{Güneş}}$ arasında kütlelere sahip bu yıldızlar Helyum'u tutuşturacak sıcaklığa hiçbir zaman ulaşamazlar. Hidrojenlerini tükettikten sonra bu yıldızlar zaman içinde soğuyarak **Helyum beyaz cücelerine** dönüşürler.

Nükleer Zaman Ölçeği ($t_{\text{nükleer}}$): Yıldızların enerjilerini termonükleer çekirdek reaksiyonlarıyla ürettikleri süredir ve anakol yaşam sürelerini karakterize eder. Yıldızların anakol yaşam sürelerini hesap etmek üzere kaba bir yaklaşım aşağıdaki şekilde düşünülebilir.

$$E = fMc^2 \longrightarrow L = \frac{E}{t} \longrightarrow t = \frac{fMc^2}{L} \quad \& \quad \begin{array}{l} \text{Çift yıldız} \\ \text{Gözlemleriyle} \\ \text{Ulaşılan} \\ \text{Kütle-Işınım Gücü} \\ \text{Bağıntısı} \\ L \propto M^{3.5} \end{array}$$

E: Yıldızın toplam kütesinin (M) bir oranını (f) çekirdek reaksiyonlarıyla dönüştürerek elde ettiği enerji

L: Yıldızın ışınım gücü

L = E / t (yıldızın yaşamı boyunca ışınım gücünü sabit kabul ederek anakol yaşam süresi)

$$t \propto \frac{M}{M^{3.5}} = \frac{1}{M^{2.5}} = \frac{1}{M^2 \sqrt{M}}$$

TABLE 19-1 Approximate Main-Sequence Lifetimes

Mass (M_{\odot})	Surface temperature (K)	Spectral class	Luminosity (L_{\odot})	Main-sequence lifetime (10^6 years)
25	35,000	O	80,000	4
15	30,000	B	10,000	15
3	11,000	A	60	800
1.5	7000	F	5	4500
1.0	6000	G	1	12,000
0.75	5000	K	0.5	25,000
0.50	4000	M	0.03	700,000

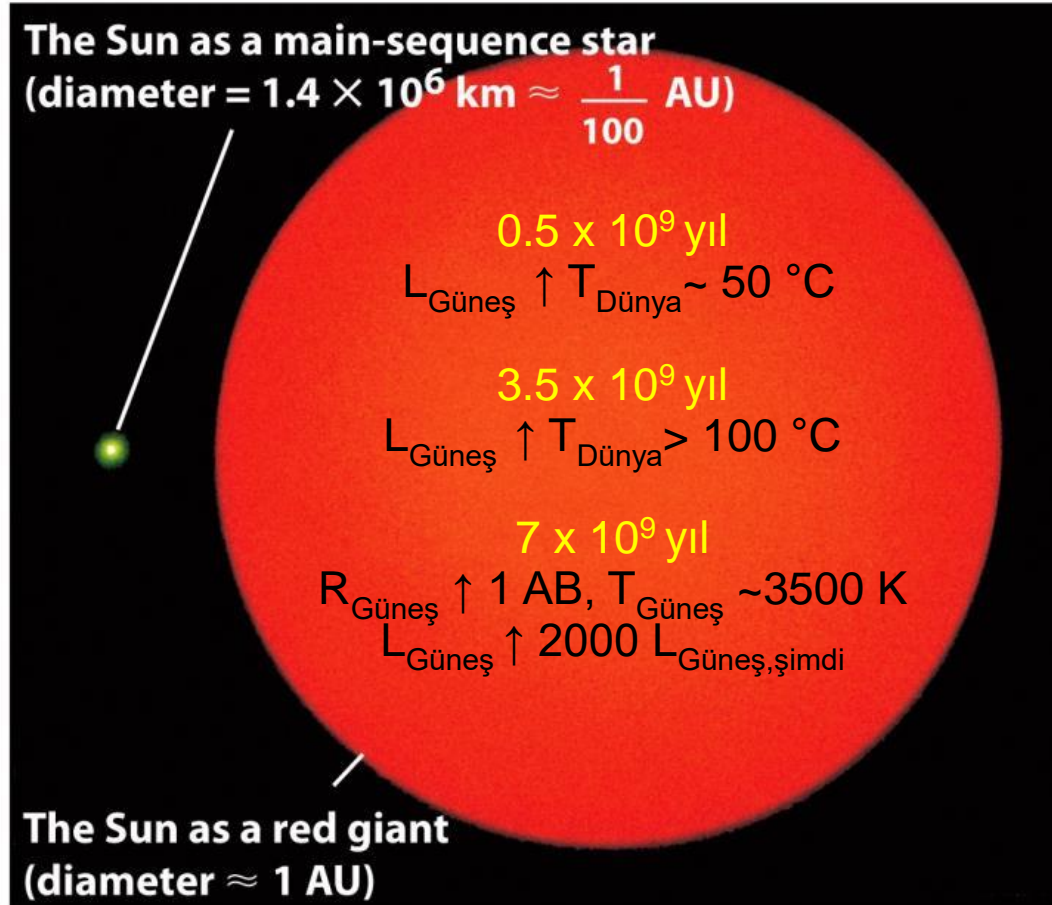
The main-sequence lifetimes were estimated using the relationship $t \propto 1/M^{2.5}$ (see Box 19-2).

Table 19-1

Universe, Tenth Edition

© 2014 W. H. Freeman and Company

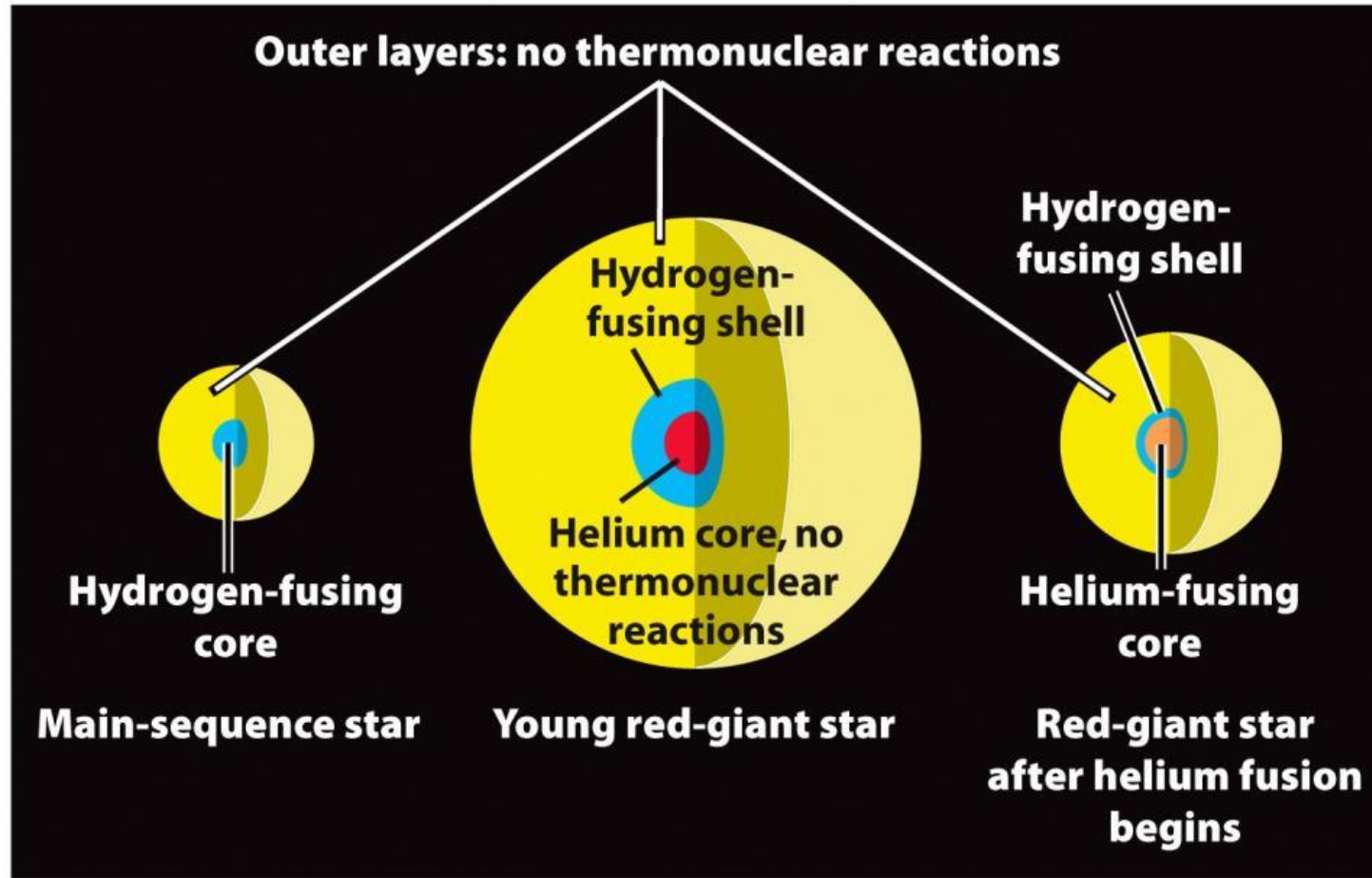
Güneş'in İleri Evrim Aşamaları



The Sun today and as a red giant

Figure 19-4a
Universe, Tenth Edition
© 2014 W. H. Freeman and Company

0.4 $M_{\text{Güneş}}$ 'ten daha büyük kütleli yıldızlar hidrojenlerini tükettikten sonra çekirdeğin etrafında, sıcaklığın uygun sıcaklığa ulaştığı bir **kabukta hidrojen yakmaya başlarlar**. Bu sıcaklığın sebebi çökmekte olan çekirdeğin sıcaklığının gravitasyonel potansiyel enerjinin serbest kalmasıyla birlikte yükselmesidir. Bu **hidrojen kabuk giderek büyür ve dışarı doğru genişler**. Buna bağlı olarak yıldızın **ışınım gücü artar** ve artan gaz basıncı nedeniyle **yarıçap genişler**. Buna bağlı olarak **yüzey sıcaklığı düşer** ve yıldız **KIRMIZI DEV** olur.



(a) (b) (c)

Figure 19-6
Universe, Tenth Edition
 © 2014 W. H. Freeman and Company

(a) Yıldızın anakol evrimi boyunca çekirdeğinde hidrojen helyuma dönüştürülür. (b) Hidrojen çekirdekte tükenip, çekirdek çökerek helyumu tutuşturacak sıcaklığa henüz ulaşmadığında çevresini ısıtarak kabukta hidrojen yanmasını başlatır (c) $\sim 2 M_{\text{güneş}}$ 'e kadar kütledeki yıldızların bu aşamada çekirdekleri dejenere hale gelir. Elektron basıncı nedeniyle çekirdek daha fazla sıkışmaz ve basınç sıcaklıktan bağımsız hale gelir. Bu yıldızlarda helyum, **helyum parlaması** adı verilen dramatik bir süreçle ve çok hızlı tutuşur. (c) Daha büyük kütleli yıldızlarda ise helyumu tutuşturacak sıcaklığa çekirdek dejenere olmadan ulaşılır ve helyum sakin bir şekilde çekirdekte tutuşur.

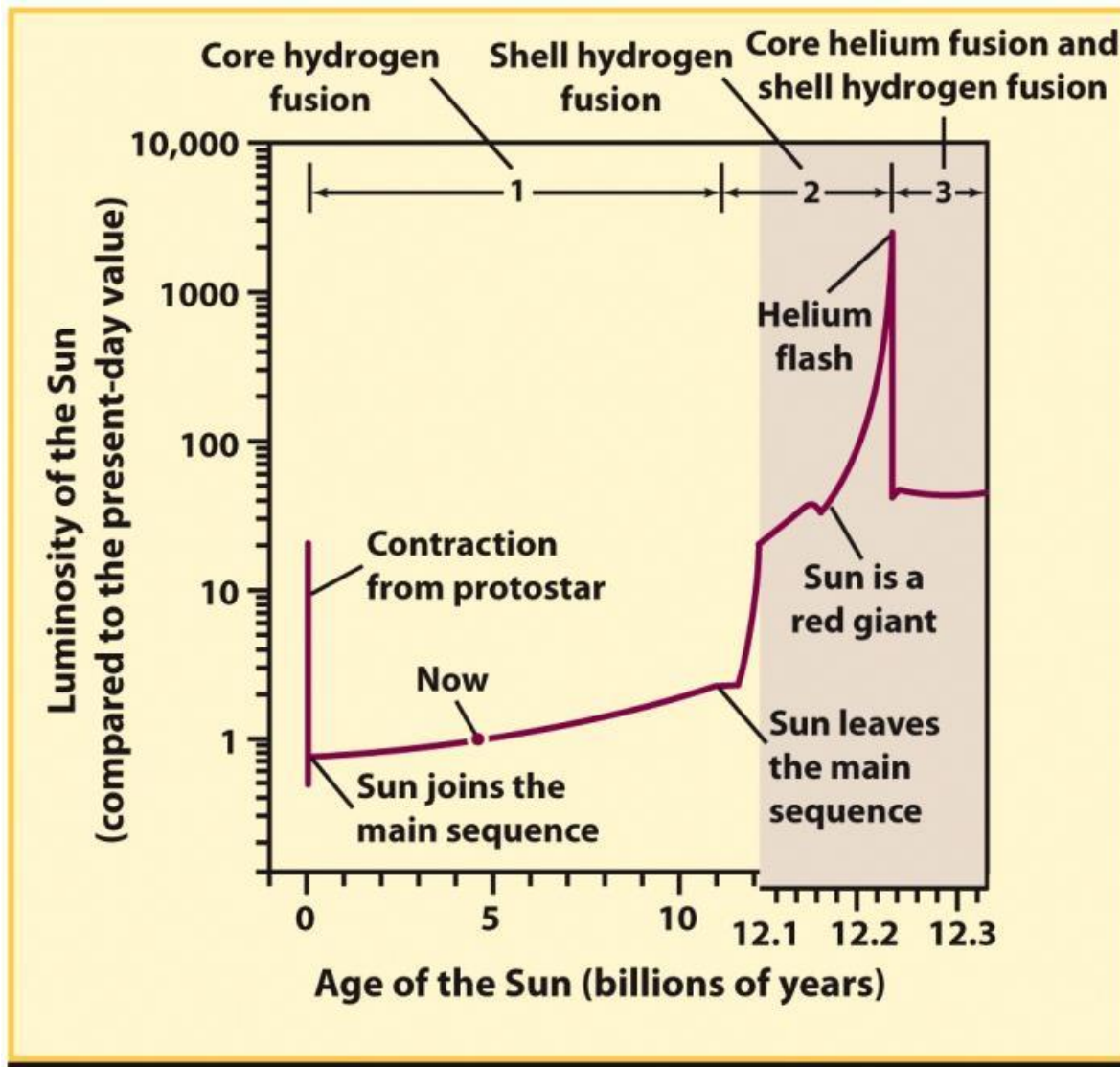


Figure 19-8

Universe, Tenth Edition

© 2014 W. H. Freeman and Company [Adapted from Mark A. Garlick, based on calculations by I.-Juliana Sackmann and Kathleen E. Kramer]

Bu grafikte $1 M_{\text{Güneş}}$ kütleinde bir yıldızın zamanla ışınım gücü değişimi görülmektedir. Ön yıldızken büzülmeyle birlikte ışınım gücü azalan yıldızın ışınım gücü 12 milyar yıllık anakol yaşam süresi boyunca yavaşça artar. Yıldız hidrojenini tüketip anakoldan ayrıldıktan sonraki evrimi çok daha hızlıdır. Yıldız maksimum ışınım gücüne helyum parlaması sırasında ulaşır. Helyum parlamasını takiben yıldız, merkezde helyum, çevresindeki kabukta hidrojen yakan bir **yatay kol yıldızı** olur.

1 $M_{\text{Güneş}}$ Kütlesinde Yıldızın Anadol Sonrası Evrimi

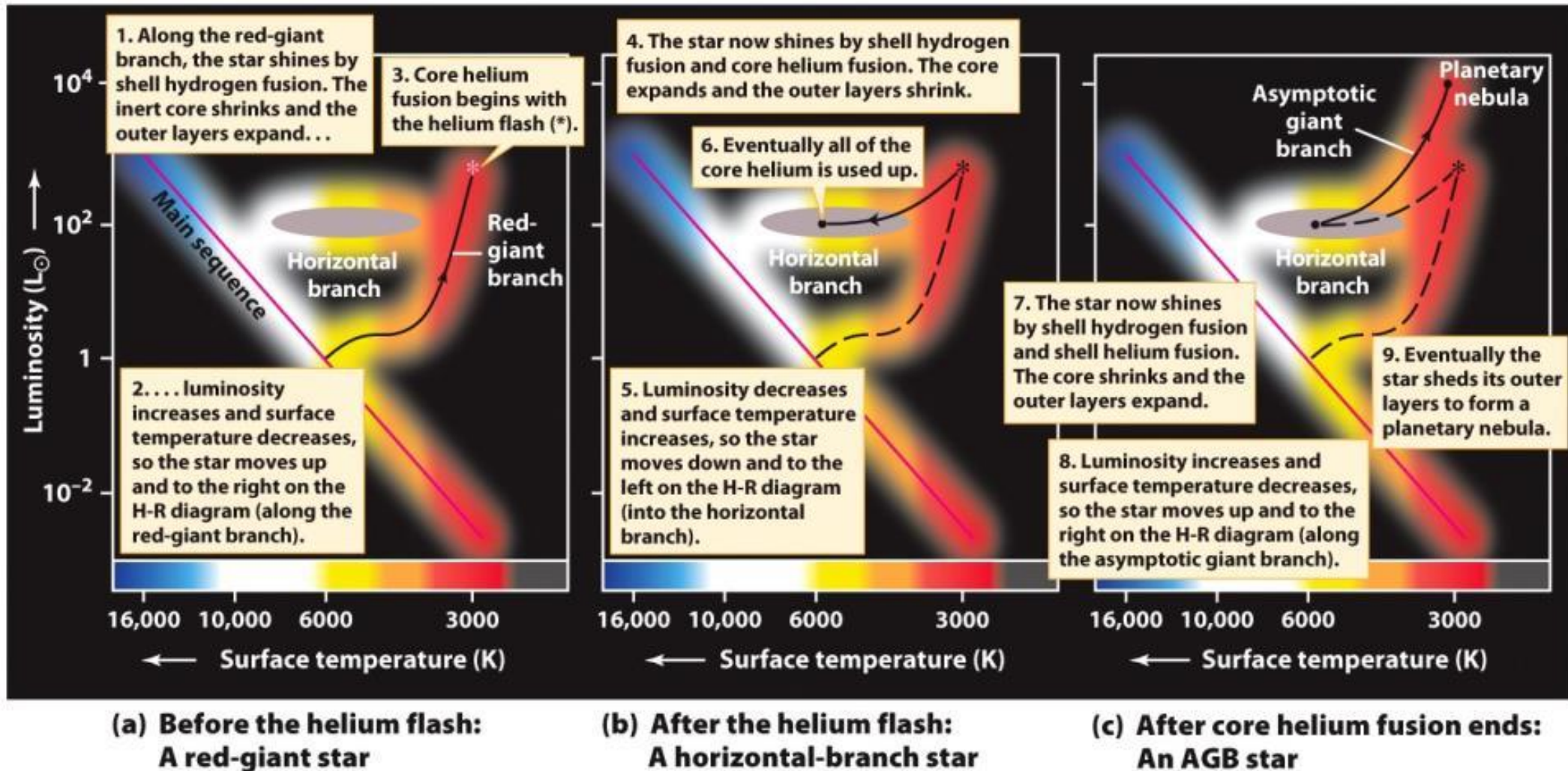


Figure 20-1
 Universe, Tenth Edition
 © 2014 W. H. Freeman and Company

Asimptotik Dev Kolu (AGB) Yıldızları

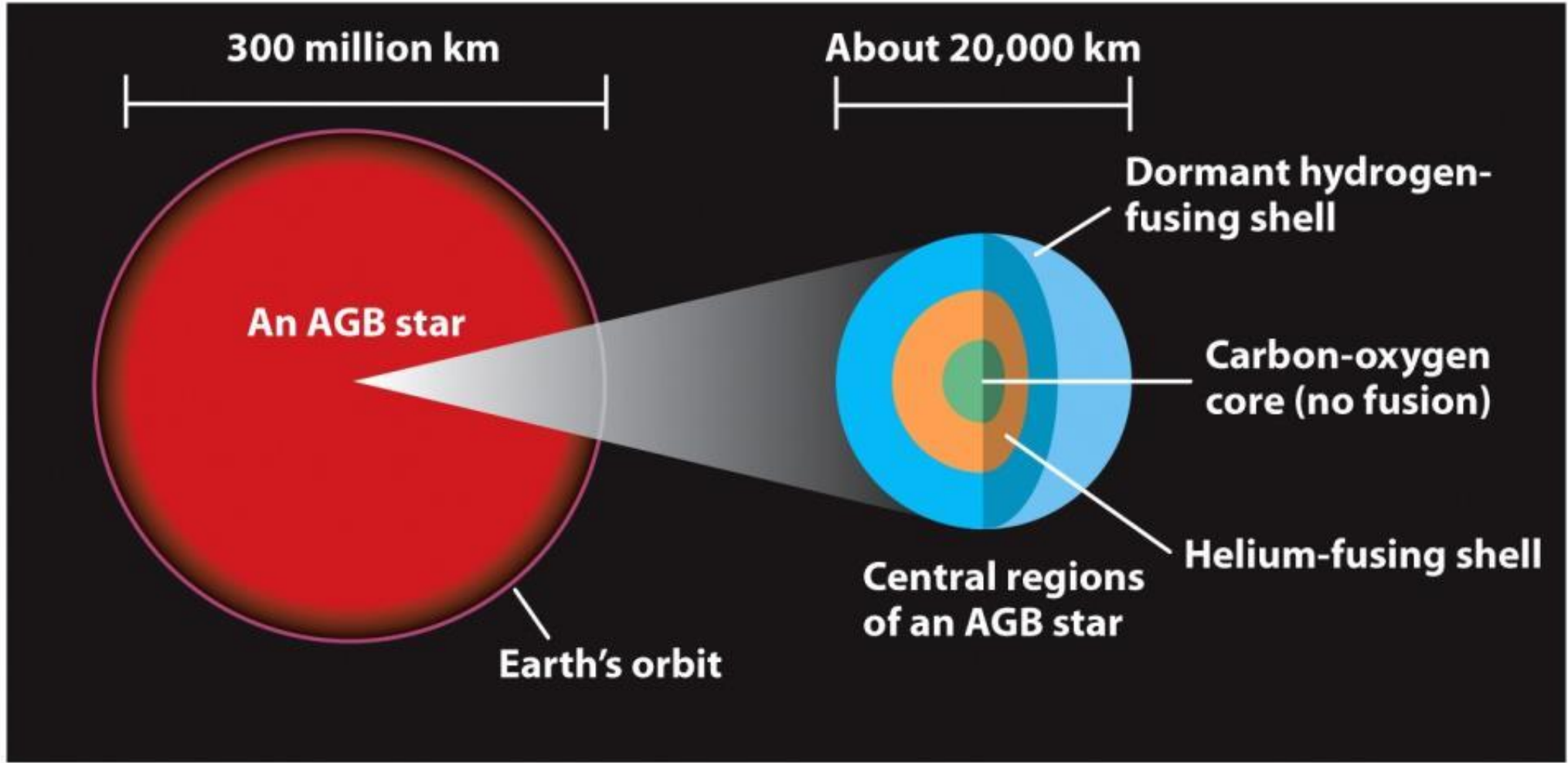
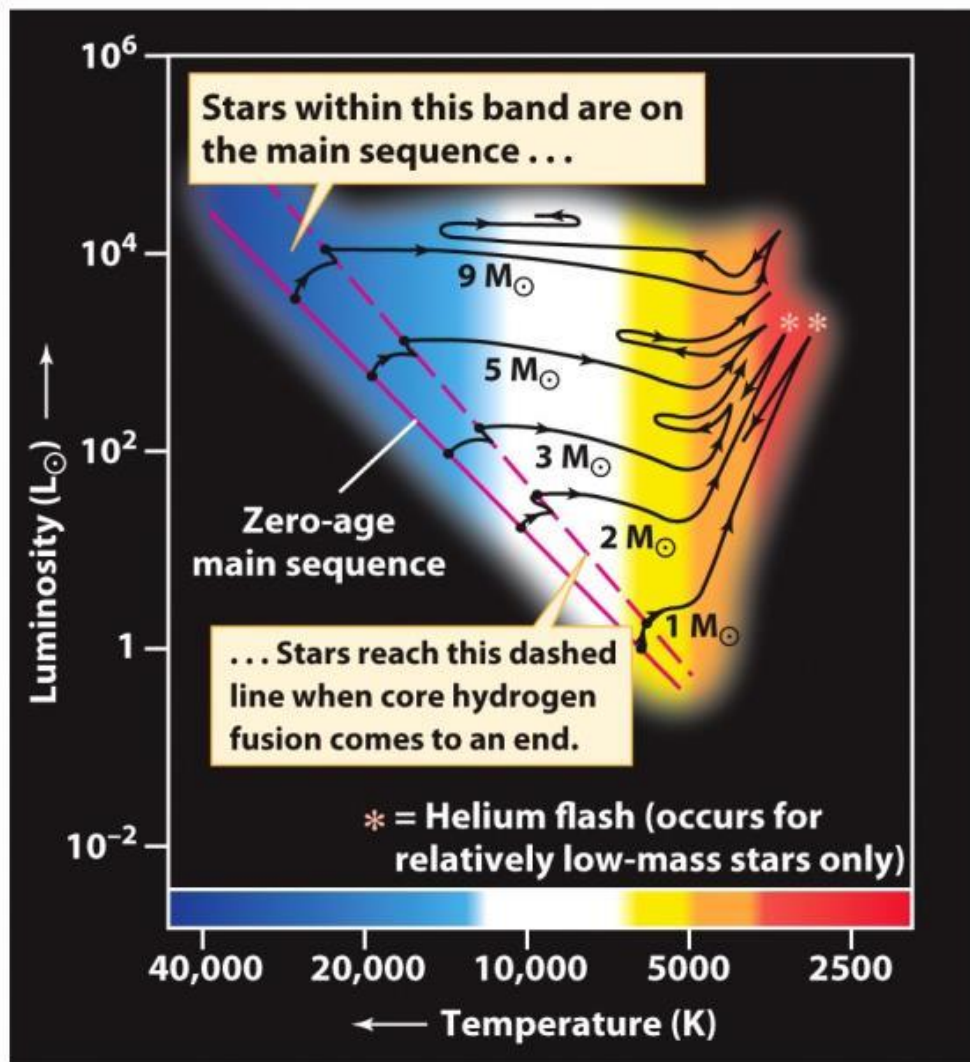


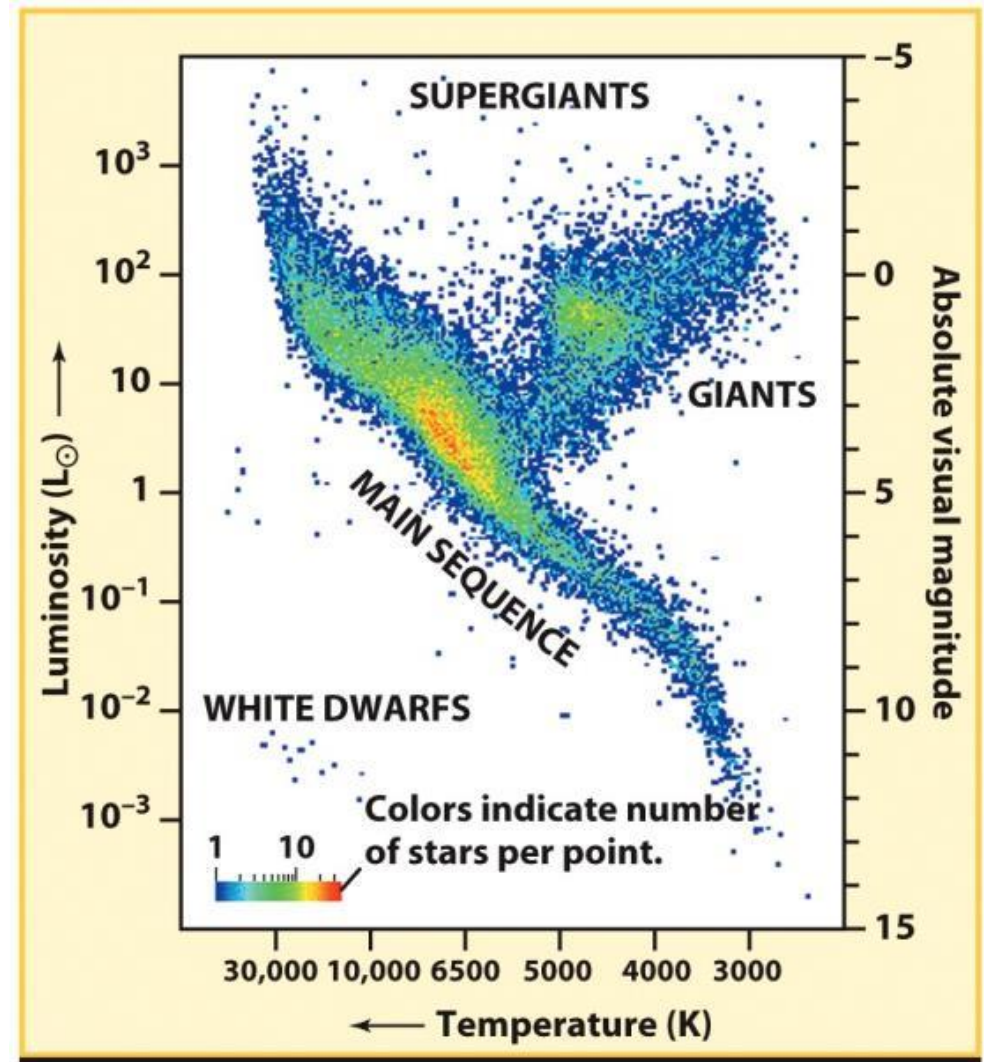
Figure 20-2
Universe, Tenth Edition
© 2014 W. H. Freeman and Company

Kütlesi 0.4 ile 4 $M_{\text{Güneş}}$ arasındaki yıldızlar yaşamlarının sonuna doğru **Asimptotik Dev Kolu (AGB)** yıldızları olarak adlandırılır. AGB evresi **ölü çekirdek**, **helyum yakan kabuk**, ve yıldızın kasılmaları (termal pulsasyonlar) sırasında **zaman zaman uyuyup tekrar uyanan (thermal pulses) hidrojen kabuk** ile karakterize edilir.



Post-main-sequence evolutionary tracks of five stars with different mass

Figure 19-9a
 Universe, Tenth Edition
 © 2014 W. H. Freeman and Company [Adapted from I. Iben]



H-R diagram of 20,853 stars—note the width of the main sequence

Figure 19-9b
 Universe, Tenth Edition
 © 2014 W. H. Freeman and Company [Adapted from M. A. C. Perryman]

Yukarıdaki HR diyagramı üzerindeki en küçük kütleli (1-2 M_{Güneş}) helyum parlaması aşaması geçirmektedir. Büyük kütleli yıldızlarda helyum yanması daha sakin gerçekleştiği için ışınım gücü değişimi o kadar dramatik değildir.

Hipparcos veritabanındaki yıldızların HR diyagramı. Anakolun kalınlığı gözlemsel hatalar, yıldızların anakol üzerindeki evrimleri sırasında geçirdikleri değişimler ve kimyasal bolluk farklılıklarından kaynaklanmaktadır.

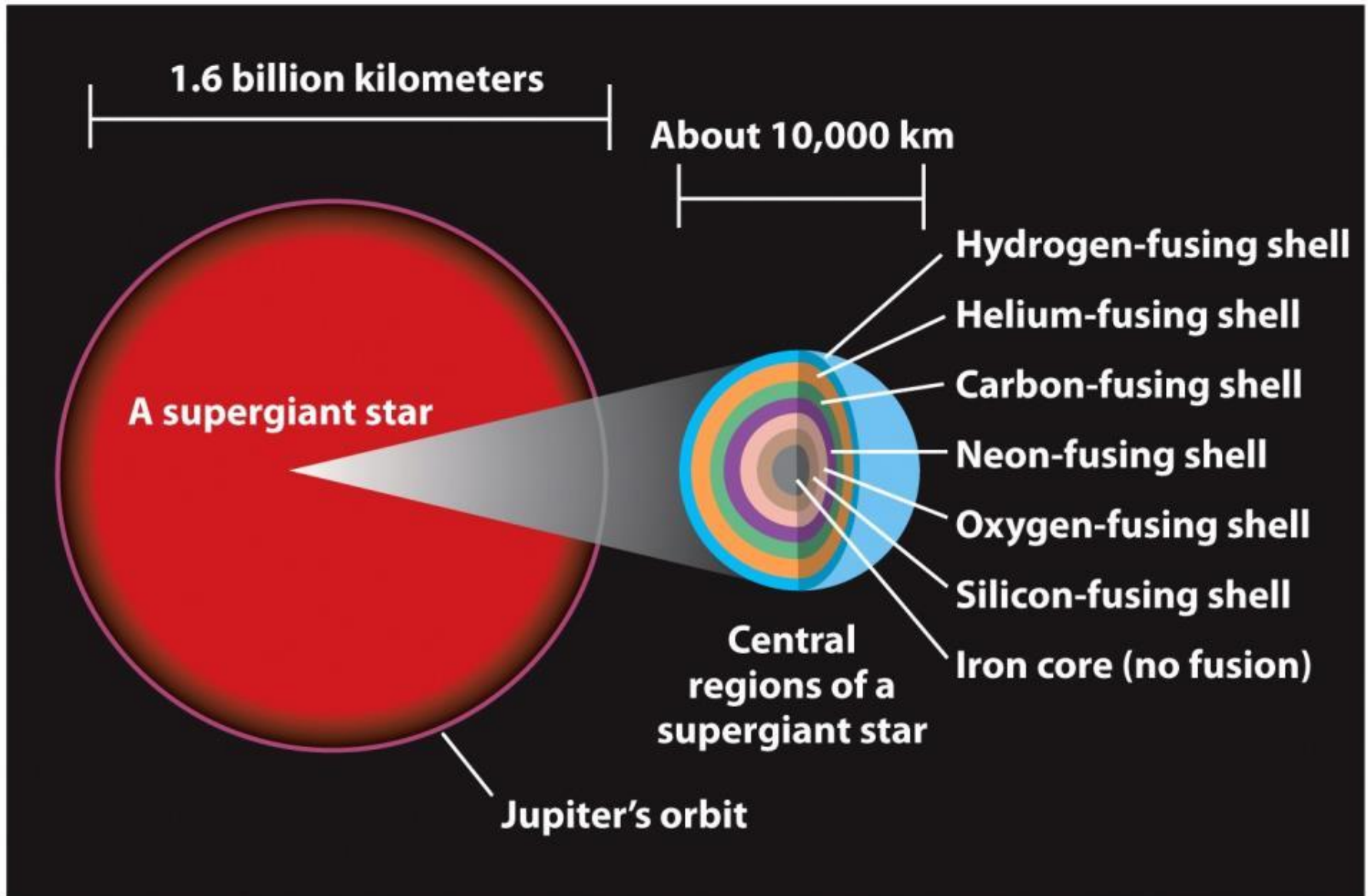


Figure 20-13
Universe, Tenth Edition
© 2014 W. H. Freeman and Company

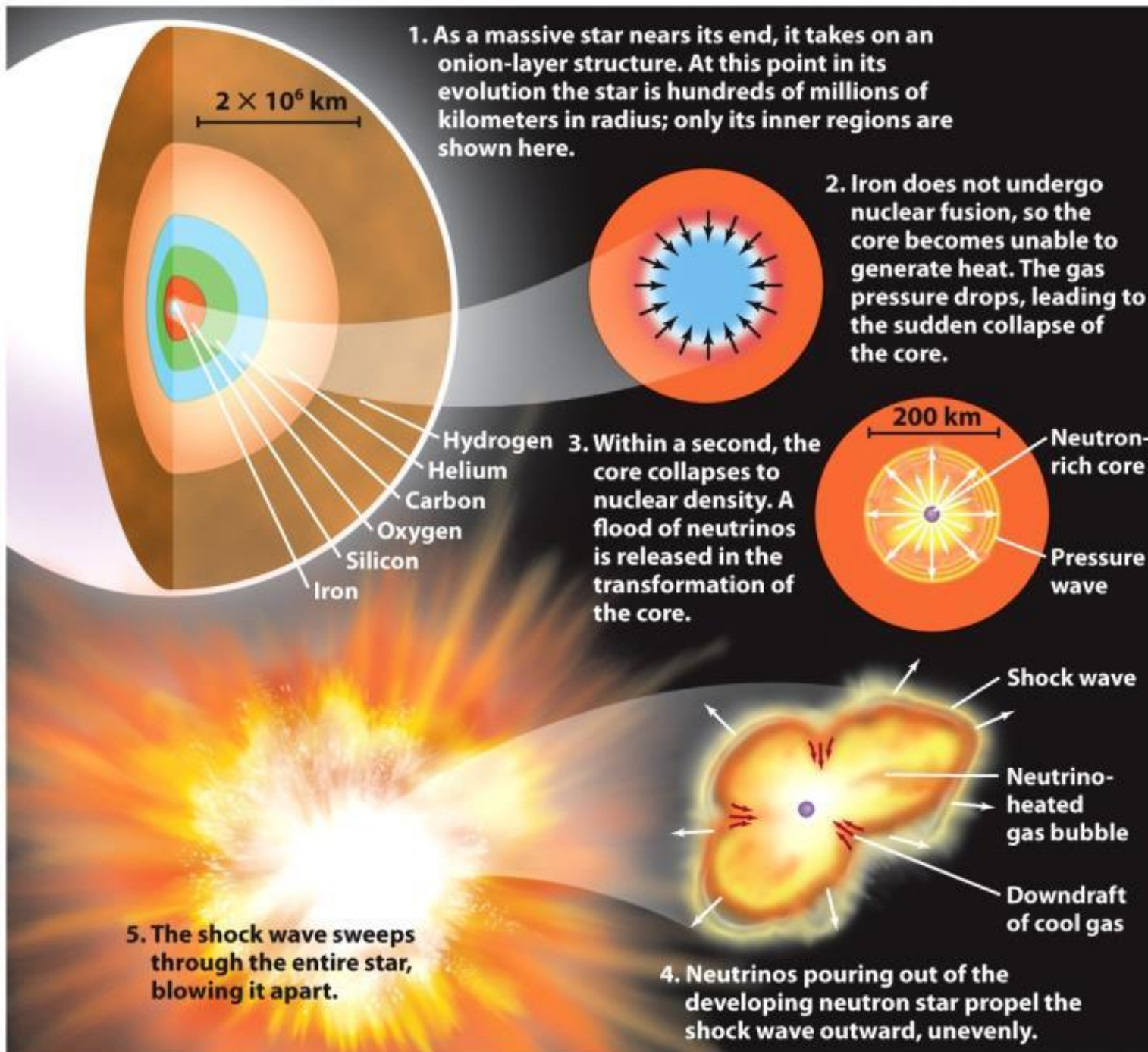


Figure 20-14

Universe, Tenth Edition

Illustration by Don Dixon, adapted from Wolfgang Hillebrandt, Hans-Thomas Janka, and Ewald Müller, "How to Blow Up a Star," *Scientific American*, October 2006

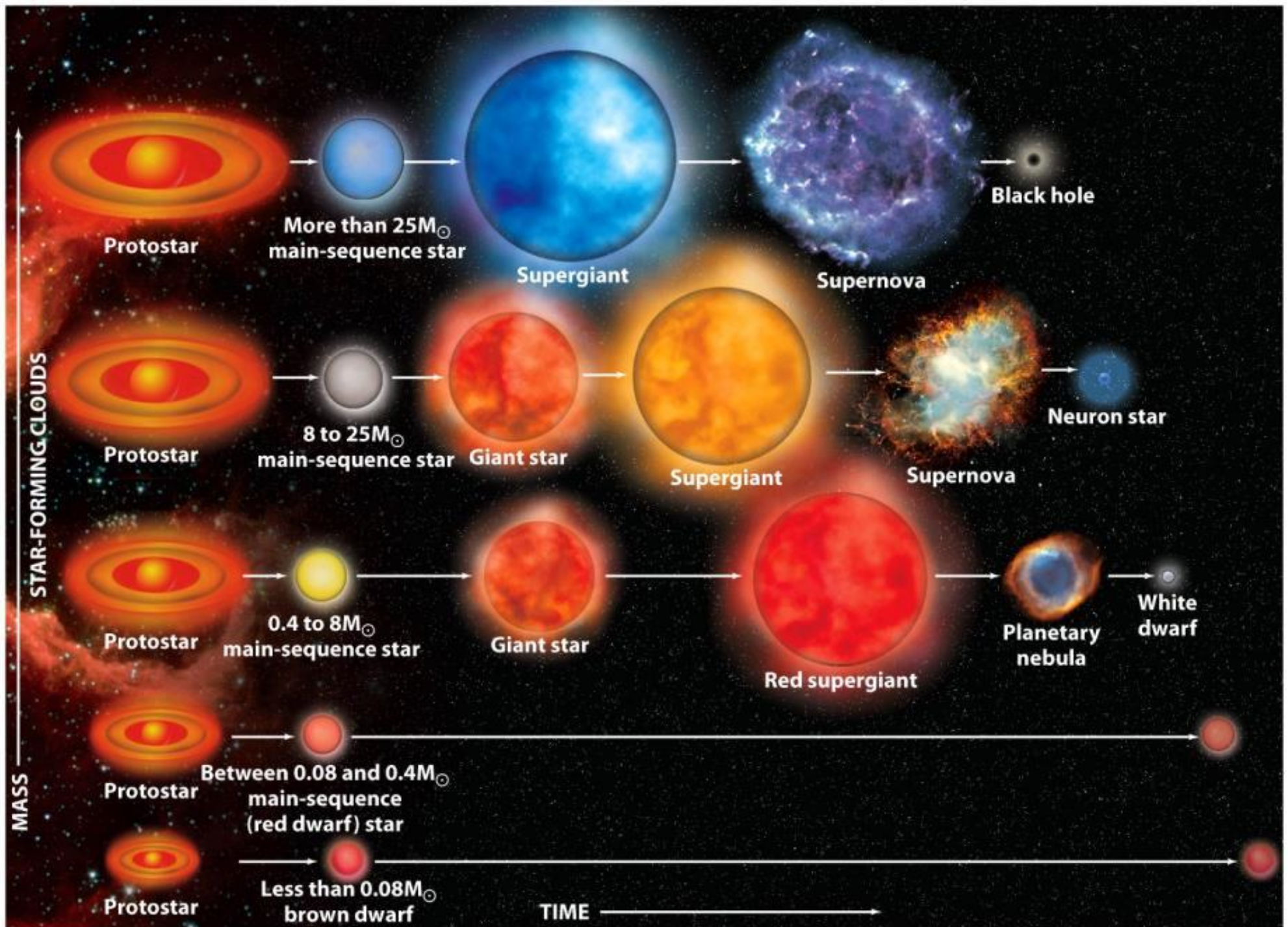


Figure 20-24a

Universe, Tenth Edition

© 2014 W. H. Freeman and Company