



Universidade Federal do ABC

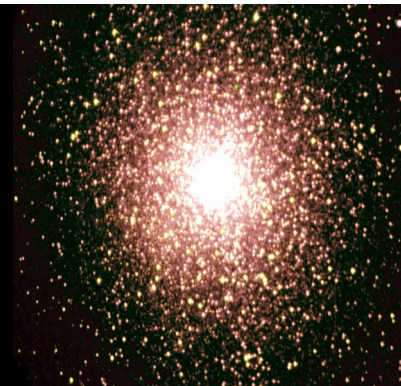
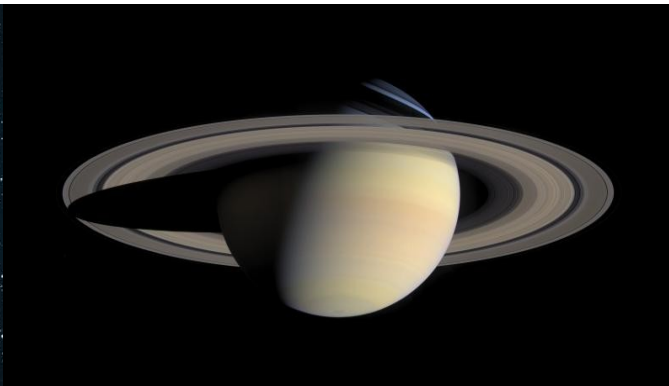
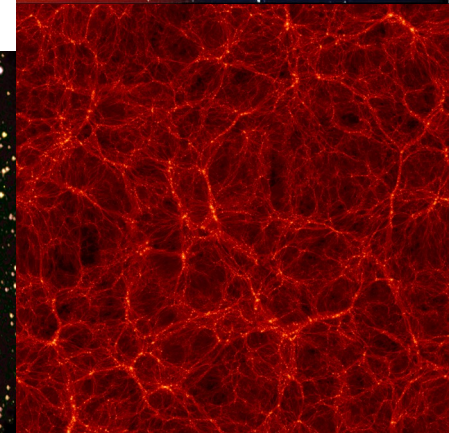
Noções de Astronomia e Cosmologia

8. Evolução Estelar, Estrelas Variáveis, Aglomerados Estelares

Prof. Pieter Westera

pieter.westera@ufabc.edu.br

<http://professor.ufabc.edu.br/~pieter.westera/Astro.html>



Estrelas

Lembrete da última aula:

Uma **Estrela** é uma bola massiva e brilhante de **gás quente**, a **fonte de energia** principal sendo a **fusão nuclear** (estável) no seu **interior**.

As propriedades de estrelas variam por muitas ordens de magnitudes:

- **Massas** de $0.072 M_{\odot}$ a $\sim 150 M_{\odot}$
- **Raios** de $\sim 0.12 R_{\odot}$ (um pouco maior que Júpiter)
a $\sim 1700 R_{\odot}$ ($1.2 \cdot 10^9$ km ou quase 8 AU)
- **Temperaturas** de 2000 K a 50 000 K
- **Luminosidades** de $\sim 10^{-5} L_{\odot}$ a $\sim 10^6 L_{\odot}$

=> Seria bom **botar ordem** para entendé-las.

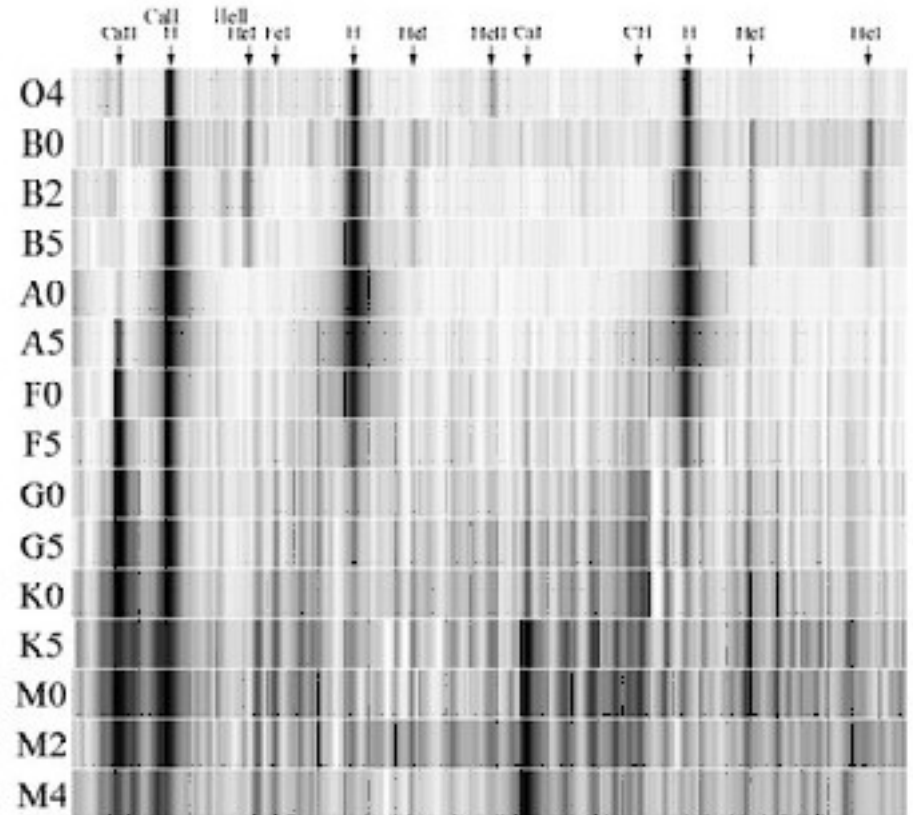
Tipos Espectrais de Estrelas

Nos anos 1890 em Harvard, Pickering e Fleming classificaram os **espectros** de **estrelas** de A a Q de acordo com as **intensidades** e **larguras** das **linhas** de absorção de **hidrogênio** (a série de Balmer).

Em 1901, Annie Jump Cannon colocou estas classes em uma ordem mais lógica, eliminou muitas, e subdividiu as que sobraram em subclasses decimais (i.e. A0 a A9):

O B A F G K M virou uma **sequência** em **temperatura**.

As estrelas no **começo** da sequência (O e B, as mais **quentes**) são, às vezes, chamadas **early-type**, "precoces", e as no **final**, **late-type**, "tardias".



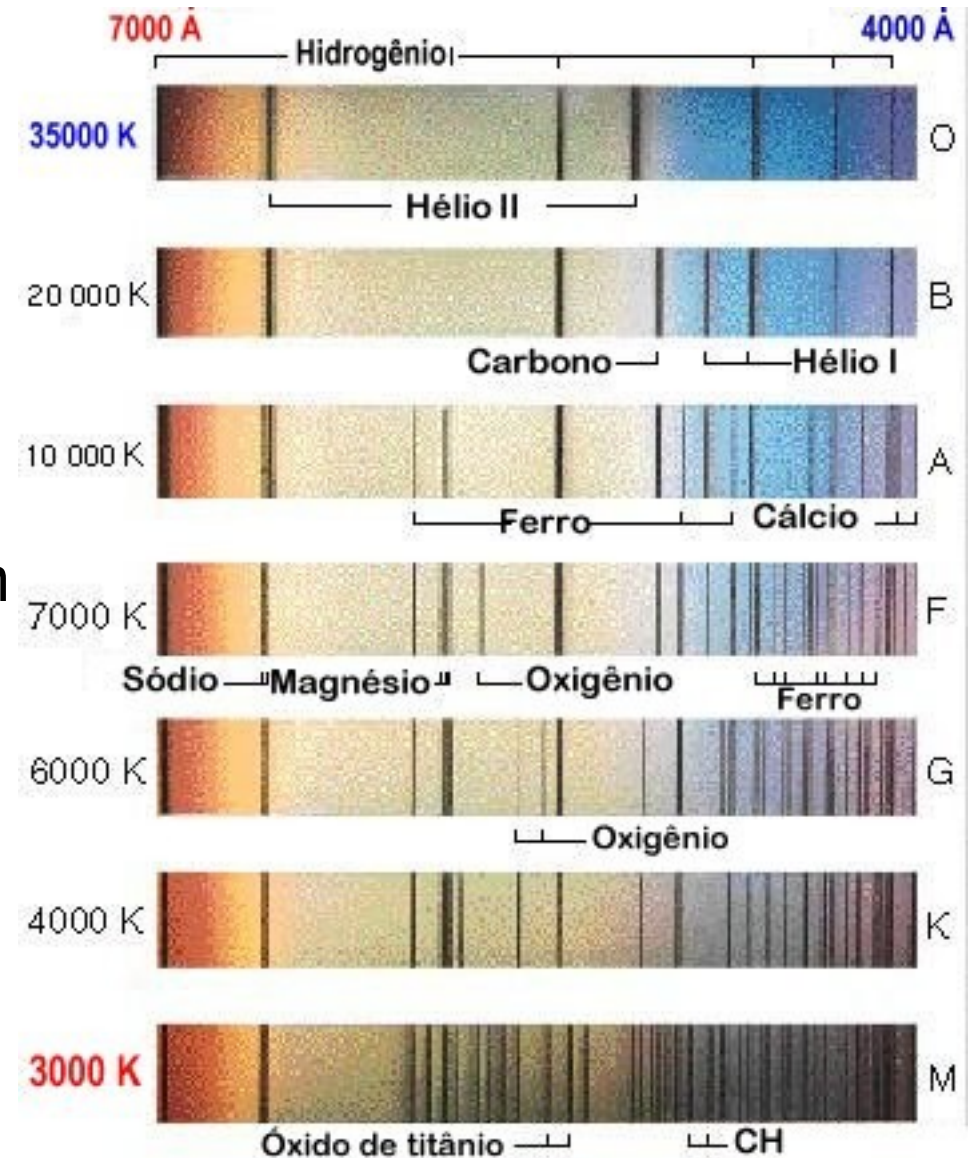
Tipos Espectrais de Estrelas

A sequência pode ser memorizada pela frase inglesa (e um pouco politicamente incorreta)

Oh, Be A Fine Girl / Kiss Me.

(Para quem prefere, o *Girl* pode ser substituído por *Guy*).

Mais recentemente, adicionaram as classes L e T para estrelas muito "frias" (< 2500 K) e Anãs Marrons, além da M (pouco usadas e não mostradas aqui). A frase mnemônica pode ser acrescentada por *Less Talk*.



Tipos Espectrais de Estrelas

Tipos de Estrelas, Segundo a Classificação de Havard					
Tipo	Temperatura	Cor da Estrela	Peso	Tamanho	Luminosidade
O	de 30.000°C a 60.000°C	Azul	64 M	16 R	1.400.000 L
B	de 10.000°C a 30.000°C	Azul-Claro	18 M	7 R	20.000 L
A	de 7.500°C a 10.000°C	Branco	3,1 M	2,1 R	40 L
F	de 6.000°C a 7.500°C	Amarelo-Claro	1,7 M	1,4 R	6 L
G	de 5.000°C a 6.000°C	Amarelo *	1,1 M	1,1 R	1,2 L
K	de 3.500°C a 5.000°C	Laranja	0,8 M	0,9 R	0,4 L
M	de 2.000°C a 3.500°C	Vermelho	0,4 M	0,5 R	0,04 L

As limites em temperatura, massa, etc. podem variar, dependendo da fonte.

*O Sol é tipo G2 neste esquema.

O Diagrama de Hertzsprung-Russell

Lembrete da última aula:
O **Diagrama Hertzsprung-Russell (HR)** é uma **ferramenta** muito usada na área da **evolução estelar**.

Conhecendo as **temperatura** de superfície e **luminosidade** de uma **estrela**, podemos posicioná-la no diagrama.
=> **cada ponto** representa **uma** estrela.

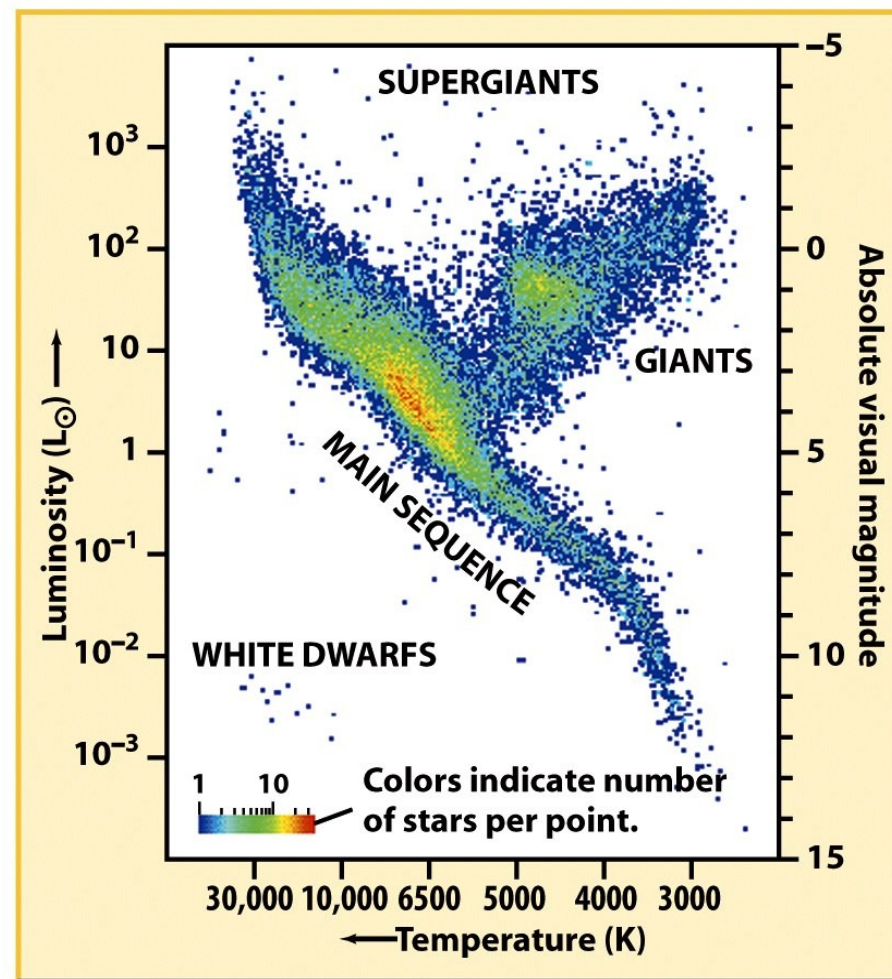


Diagrama HR das estrelas na vizinhança solar

Às vezes, se usa as classes espectrais O B A F G K M para rotular o eixo x, já que estas são correlacionadas com a temperatura.

O Diagrama de Hertzsprung-Russell

Porém, **temperatura** e **luminosidade** de uma estrela **não** são diretamente **observáveis**.

Como conseguir o diagrama Hertzsprung-Russell de um determinado conjunto de estrelas (a vizinhança solar, um aglomerado estelar, ...), então?

3ª aula:

- A **magnitude absoluta** em alguma banda, p. e. M_V , é uma medida para a **luminosidade** (se teria que aplicar a correção bolométrica, mas esta normalmente é pequena).

- Uma **cor**, p. e. $B - V$ é uma medida para a **temperatura**.

=> **Medir** as **magnitudes** das **estrelas** em **duas bandas**, p. e. m_B e m_V , e determinar o **módulo de distância**, $m - M$, por exemplo por paralaxe (no caso da vizinhança solar)

=> $M_V = m_V - (m - M)$, $B - V = m_B - m_V$

O Diagrama de Hertzsprung-Russell

Assim se cria o **Diagrama Cor-Magnitude** (CMD), também chamado **Diagrama Hertzsprung-Russell Observacional**, que, então, é uma “**tradução**” do **diagrama HR** para **grandezas observacionais**, e pode ser traduzido de volta **calibrando** as **relações** $M_V \Rightarrow L$ e $B - V \Rightarrow T$ usando estrelas de luminosidades e temperaturas conhecidas.

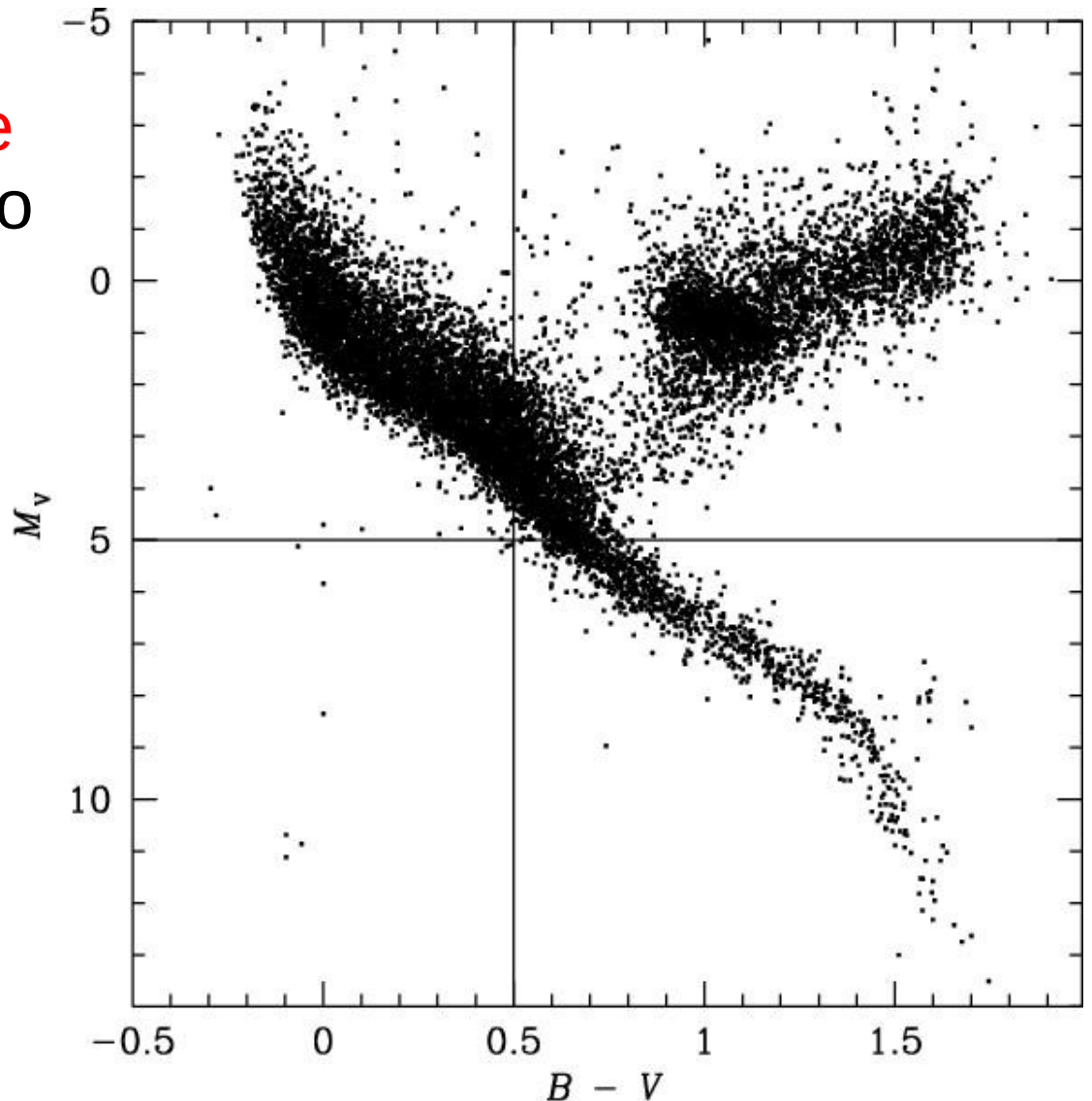
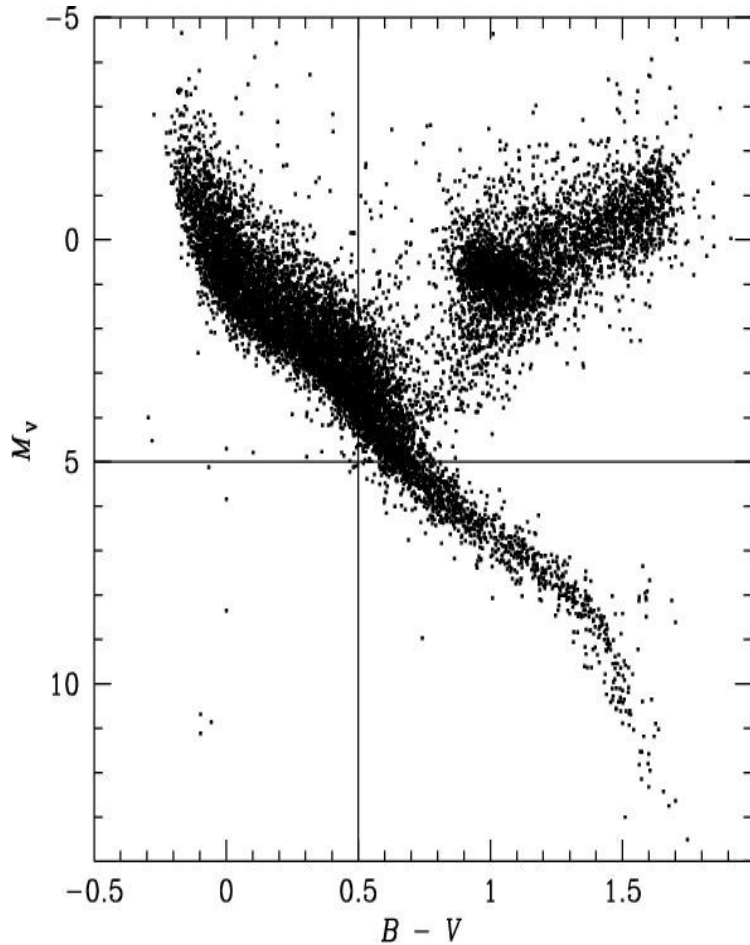


Diagrama cor-magnitude das estrelas na vizinhança solar

O Diagrama de Hertzsprung-Russell



CMD da vizinhança solar

\Rightarrow

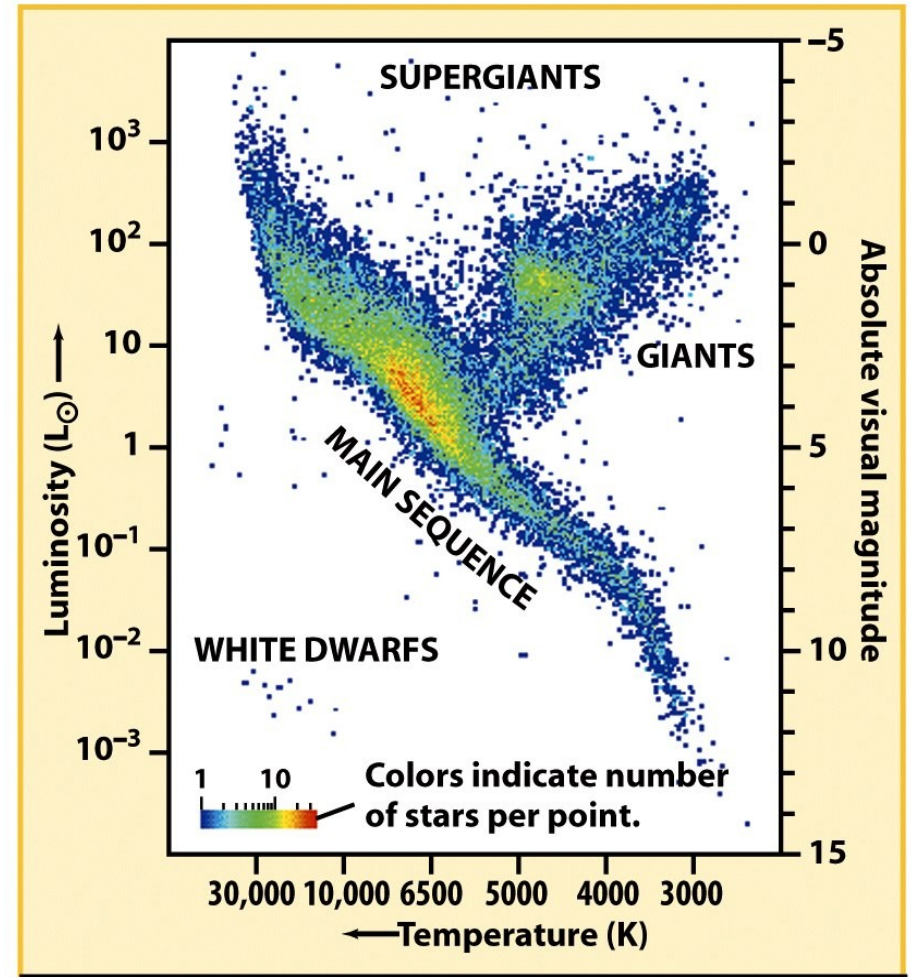
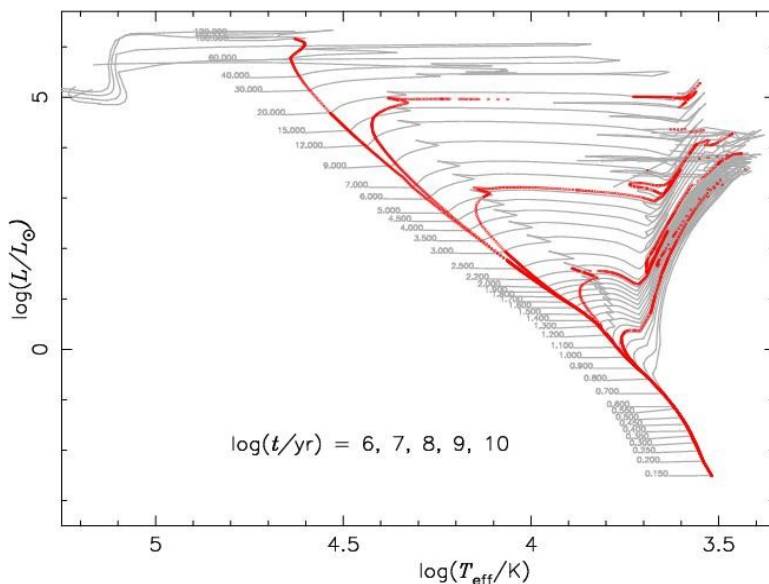


Diagrama HR da vizinhança solar

O Diagrama de Hertzsprung-Russell

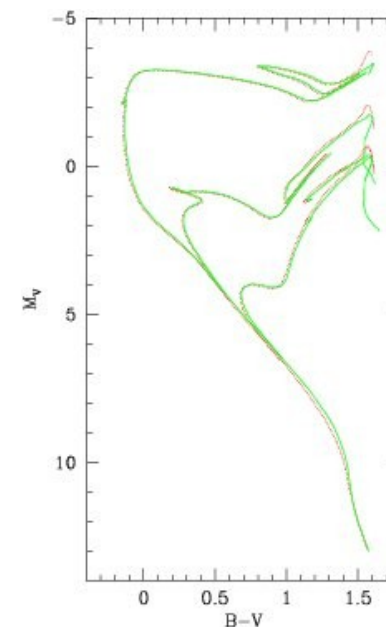
Na prática, é comum trabalhar diretamente no **diagrama cor-magnitude** para **comparar dados empíricos** com **modelos**.

Em lugar de tentar traduzir magnitudes e cores em luminosidades e temperaturas, pode-se transformar as **luminosidades** e **temperaturas** dos **modelos** em **magnitudes** e **cores teóricas**, combinando os modelos estelares com modelos que prevêem os espectros de estrelas com dada luminosidade e temperatura.



Modelos evolutivos de estrelas

\Rightarrow
Modelos espectrais



magnitudes
e cores
previstas
pelos
modelos

O Diagrama de Hertzsprung-Russell

A **posição** de uma estrela no **diagrama HR** também nos dá o seu **tamanho/raio**, já que, pela Lei de Stefan-Boltzmann

$$R = \sqrt{A/4\pi} = \sqrt{L/4\pi\sigma \cdot T^{-2}}$$

No canto superior-direito, as estrelas têm o maior tamanho.

=> $R = \text{const.}$ para
 $L \text{ prop. } T^4$

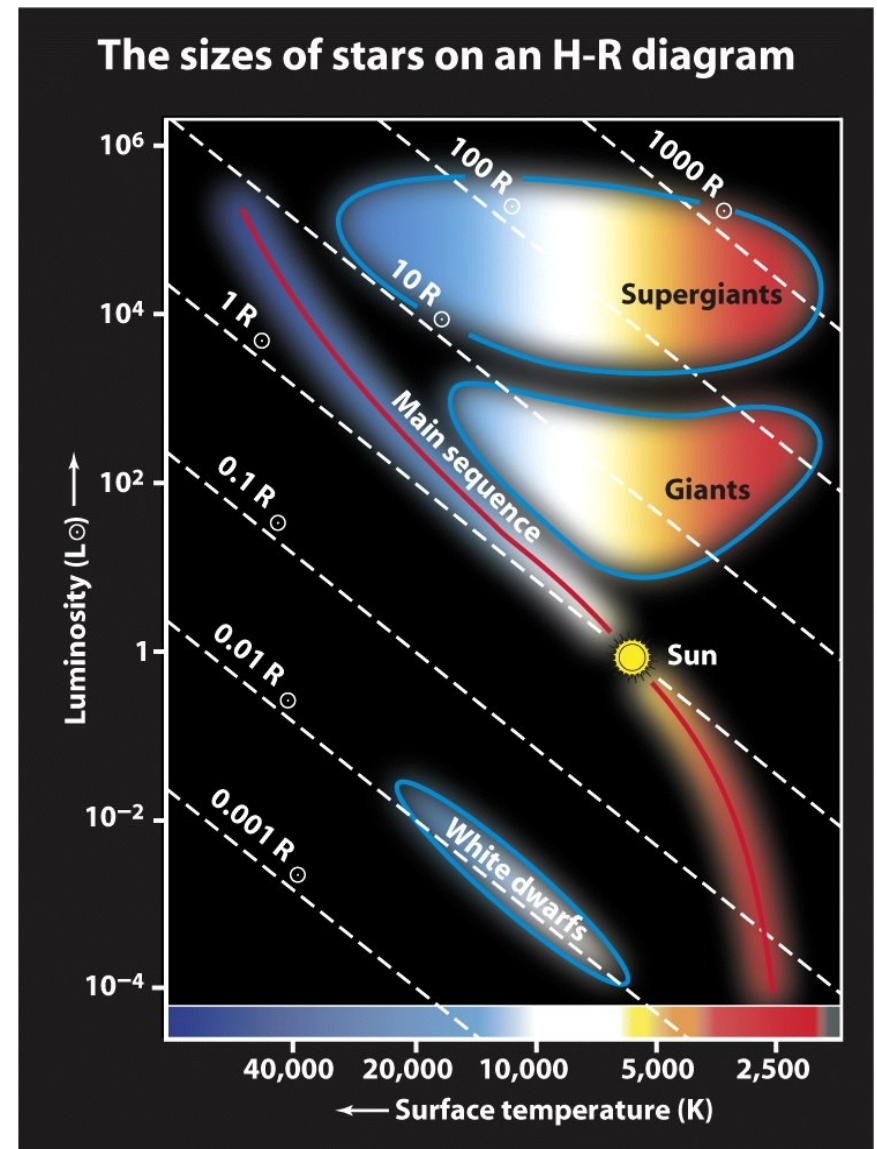


Figure 17-15b
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

O Diagrama de Hertzsprung-Russell

Montando o diagrama para as estrelas da vizinhança solar, vemos que elas se agrupam em **ramos**.

E como interpretar isto?

Os ramos poderiam ser **seqüências evolutivas**, ou corresponder a **estrelas** no mesmo **estágio**, mas com alguma outra propriedade variando ao longo do ramo.

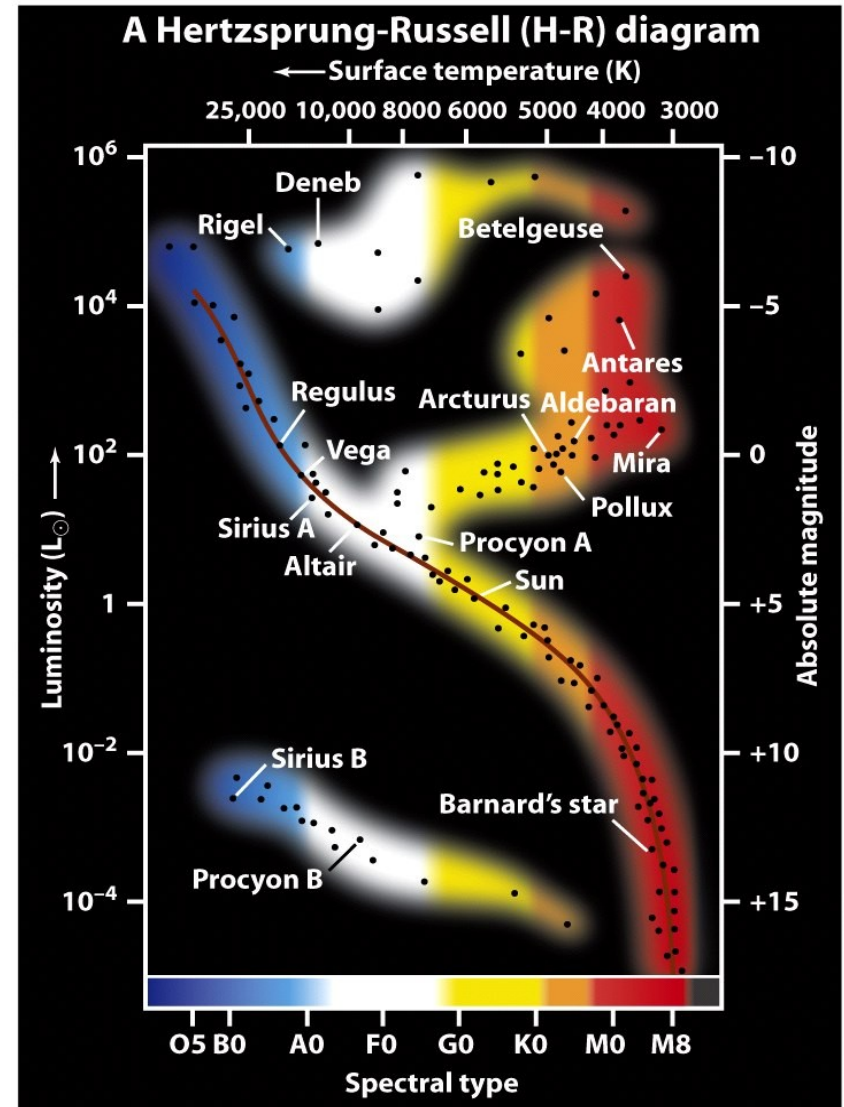


Figure 17-15a
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Evolução Estelar

Problema: A **evolução estelar** é muito **lenta**. Em nossas ~5000 anos de **observação**, a maioria das **estrelas não mudou** de maneira observável.

Estamos na situação de um alienígena observando na Praça de Sé, vendo pessoas em idades (estágios evolutivos) diferentes, e que tem que determinar, como decorre a vida (evolução) do ser humano, e ele tem só dois minutos de tempo de observação à disposição.



=> Ele não vê as pessoas envelhecerem (evoluiem).

=> Precisamos de **modelos** de **evolução estelar**.

Evolução Estelar

Modelos Estelares

Lembrete da última aula:

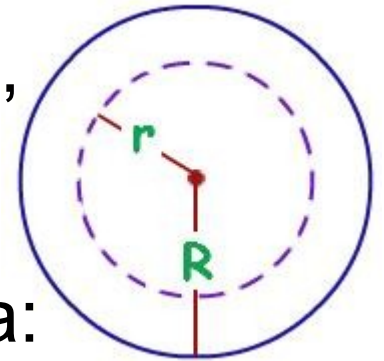
Estrelas nascem pela **contração** de uma nuvem de gás interestelar.

- A vida de uma estrela é uma **batalha constante** entre a **gravitação**, que tenta **contrair** a estrela, e a **pressão interna** (p. e. térmica, de radiação, ...).

Evolução Estelar

Modelos Estelares

Calculam as **densidade** e **composição** de íons, elétrons, fótons e neutrinos e as **temperatura** e **pressão** em função de r , frequentemente supondo simetria esférica, e levando em conta:



- A **Fusão Nuclear** em função de temperatura, pressão e montante de “combustível” (hidrogênio e, mais tarde, outros elementos),

- A **Luminosidade** contida na esfera com raio r :

$$L_r = \int_0^r dL = \int_0^r 4\pi r'^2 \cdot \rho(r') \varepsilon(r') dr', \text{ onde}$$

$\varepsilon = \varepsilon_{\text{nuclear}} + \varepsilon_{\text{gravidade}}$ é a energia por unidade de massa gerada na esfera na distância r do centro ($\varepsilon_{\text{gravidade}}$ pode ser negativa, i. e. para camadas em expansão),

Evolução Estelar

Modelos Estelares

- **Equilíbrio Hidrostático:**

Em cada ponto da estrela, o gradiente da pressão tem que contrabalancear a atração gravitacional:

$$dP/dr = -GM_r \rho / r^2,$$

onde $M_r = \int_0^r dM = \int_0^r \rho dV = \int_0^r \rho(r') \cdot 4\pi r'^2 dr'$,

- E o **Transporte de Energia** por

- radiação: $dT/dr = -3/4ac \cdot \bar{\kappa} \rho / T^3 \cdot L_r / 4\pi r^2$

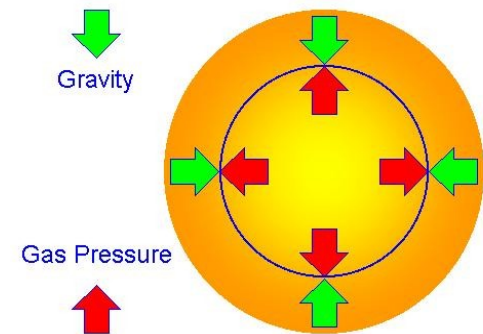
- convecção adiabática: $dT/dr = -(1-1/\gamma) \cdot \mu m_H / k_B \cdot GM_r / r^2$

- condução (normalmente desprezível)

Para detalhes sobre estes modelos, vide a disciplina Introdução à Física Estelar.

Têm que explicar a **variedade** de **Estrelas observadas**.

Hydrostatic Equilibrium



Evolução Estelar

Resultados dos Modelos Estelares

- O **destino** de uma estrela é determinado pela sua **massa**.
- Quanto **maior** é a **massa** da estrela, tanto **maior** são **densidade, pressão e temperatura** no **interior**,
=> tanto **mais rapidamente** decorre a sua **evolução** (incl. a sua evolução proto-estelar => aula anterior), e tanto **mais elementos** podem ser formados no seu caroço ou nas camadas a cima deste.

Evolução Estelar

Metalicidade

Uma propriedade, que também influencia (mas muito menos) é a **composição química** da estrela.

Como quantificar esta?

Existem **109 elementos** estáveis.

=> A **composição química** de uma estrela/conjunto de estrelas é dada por >100 parâmetros (teoricamente).

Porém: Como veremos nesta aula, todos os elementos mais pesadas do que hélio (“metais”) são **formados juntos** em **estrelas**.

=> Eles ocorrem sempre na **mesma abundância relativa** (em primeira aproximação).

Evolução Estelar

Metalicidade

=> **Um parâmetro** é suficiente, chamado **Metalicidade**:

Z = fração de elementos mais pesadas do que He,
entre 0.000 000 1 e 0.1 ($Z_{\odot} = 0.019$),

ou

$[Fe/H] = \log_{10} [(Fe/H)/(Fe/H)_{\odot}]$ ($= [Z/H] = [O/H] = \dots$),

uma “unidade” de um fator 10 em Z é,
às vezes, chamada de dex (*decimal exponent*),
entre -5 e +0.3 ($\Rightarrow [Fe/H]_{\odot} = 0$)

Evolução Estelar

$M < 0.072 M_{\odot}$:

$T_{\text{caroço}} < 10^7 \text{ K} \Rightarrow$ não ocorre fusão nuclear estável

\Rightarrow “estrela frustrada”, Anã Marrom, “Jupiter” (\Rightarrow aula anterior)

$M > \sim 150 M_{\odot}$:

Fusão já começa antes da relaxação da estrela

\Rightarrow Estrela se desfaz antes de se formar (\Rightarrow aula anterior)

$0.072 M_{\odot} < M < \sim 150 M_{\odot}$:

$T_{\text{caroço}} > 10^7 \text{ K} \Rightarrow$ ignição do H \Rightarrow fusão nuclear

\Rightarrow Estrela comum, “estrela anã” como o Sol

- $0.072 M_{\odot} < M < \sim 8 M_{\odot}$: estrelas de baixa massa

- $\sim 8 M_{\odot} < M < \sim 150 M_{\odot}$: estrelas de alta massa

! Os limites entre as faixas de massa podem diferir muito de acordo com a fonte consultada. Alguns astrônomos ainda usam uma faixa de estrelas de massa intermediária.

Evolução Estelar

1ª fase: Queima de Hidrogênio (Sequência Principal)

$$T_{\text{caroço}} > 10^7 \text{ K:}$$

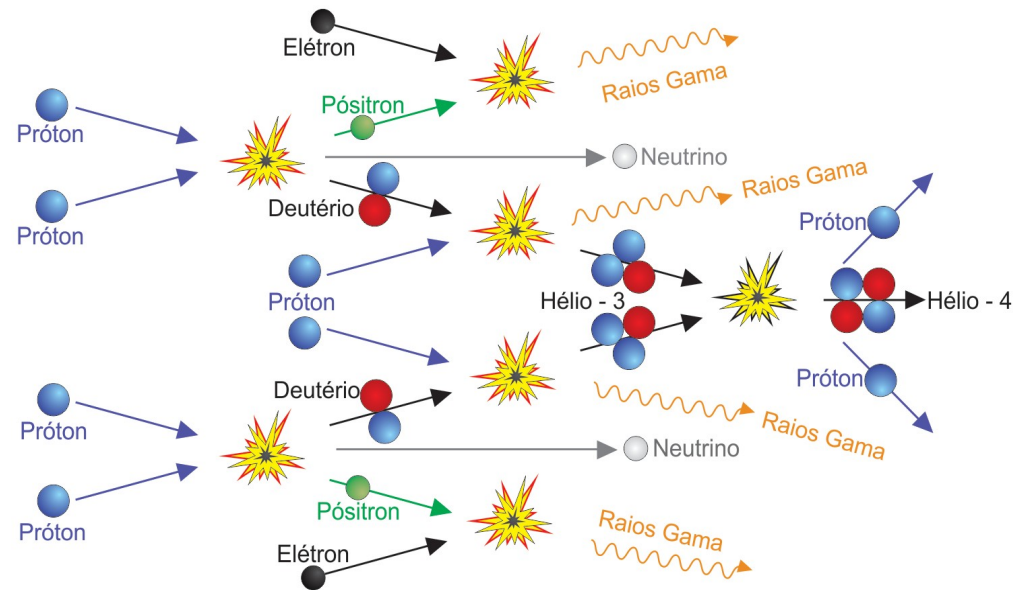
No caroço se forma hélio pelo **ciclo p-p** (já conhecemos da aula sobre o Sol)

$$M_{\text{He}} \sim 0.993 \cdot 4 \cdot M_{\text{H}}$$

=> **perda de massa** => **Energia liberada**
(já que massa é energia, segundo $E = m \cdot c^2$)

=> **Fonte quase inesgotável de energia**

$$\varepsilon \text{ prop. } T^4$$



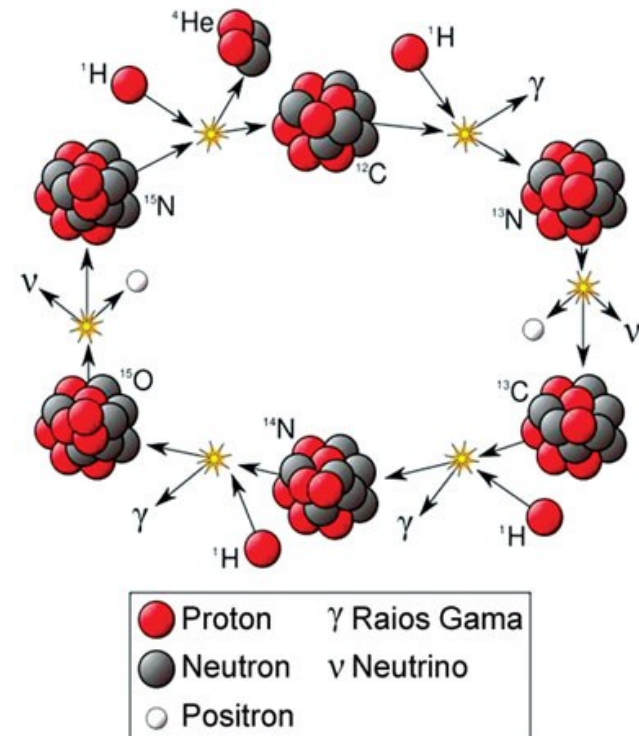
Evolução Estelar

1ª fase: Queima de Hidrogênio (Sequência Principal)

Caso $M > 1.2 M_{\odot}$, a temperatura no núcleo chega a $15 \cdot 10^6$ K, tão alta, que um segundo processo que transforma H em He pode ocorrer, o **Ciclo CNO**.

O ciclo CNO é muito mais dependente da temperatura que a cadeia p-p: $\epsilon \propto T^{19.9}$

=> A partir de $17 \cdot 10^6$ K, o ciclo CNO domina.



Evolução Estelar

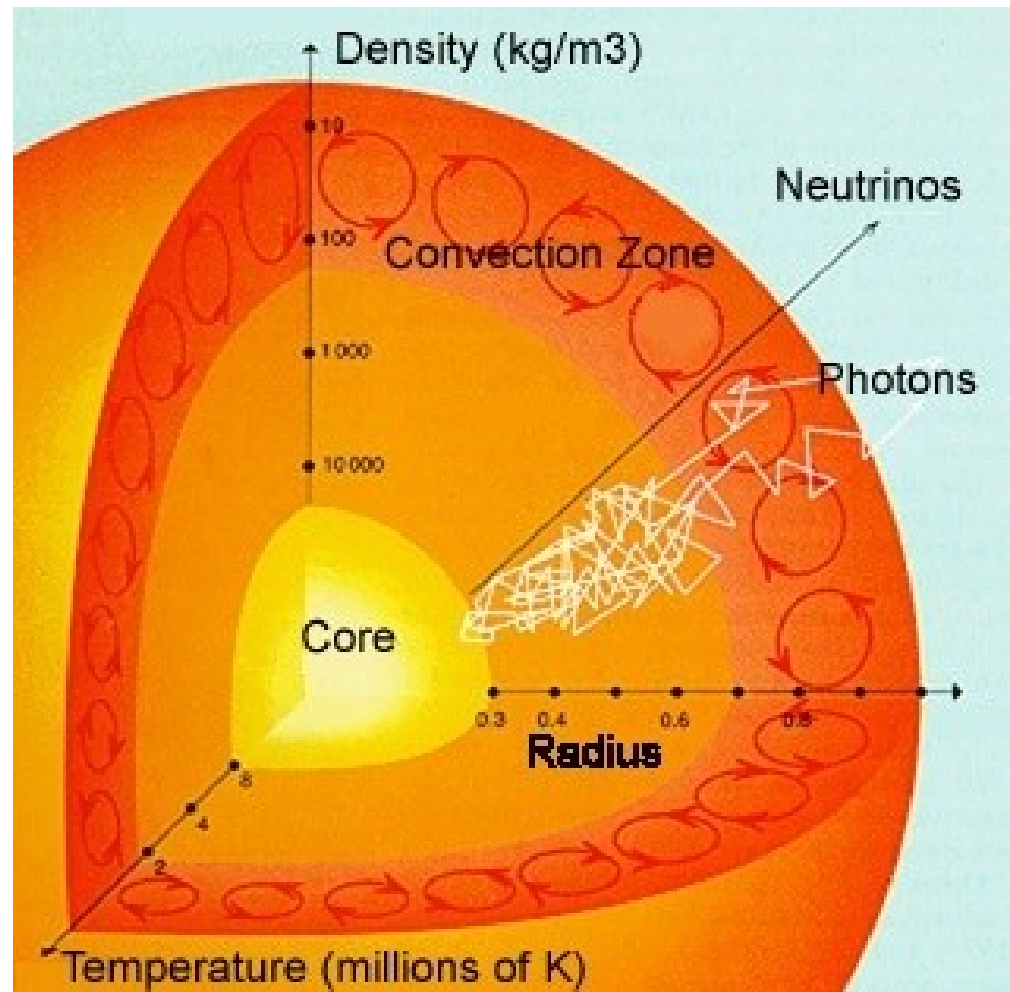
1ª fase: Queima de Hidrogênio (Sequência Principal)

Transporte de **energia**
de **dentro** para **fora**

=> **Luz escapa**,
a estrela **brilha**

=> **Estrela “anã”**, ou da
Sequência Principal
do tipo do Sol,
brilhando por
bilhões de anos,
80 - 90 % da vida
inteira da estrela.

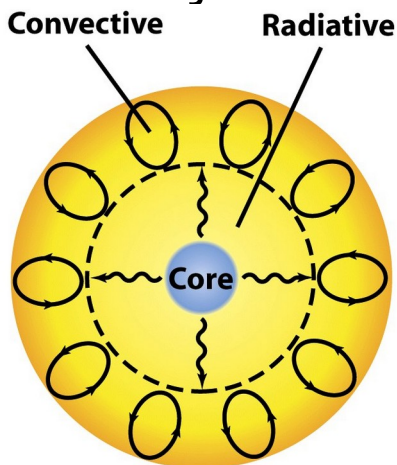
Equilíbrio (=> aula Sol)



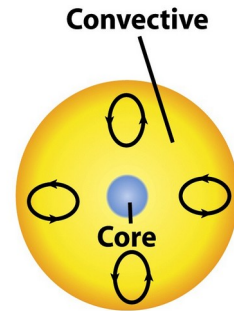
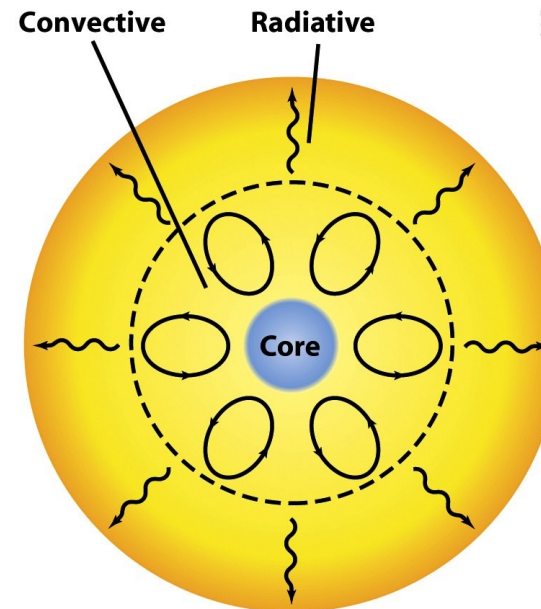
Evolução Estelar

1ª fase: Queima de Hidrogênio (Sequência Principal)

Dependendo da massa da estrela, o transporte de energia do núcleo para fora ocorre só por convecção, primeiro por radiação e depois por convecção (i. e. no Sol), ou primeiro por convecção e depois por radiação.



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.



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

Figure 18-12c
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Figure 18-12a
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Figure 18-12b
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Evolução Estelar

1ª fase: Queima de Hidrogênio (Sequência Principal)

A **luminosidade aumenta** com a massa:

$$L \text{ prop. } M^{3.3},$$

e o **raio** também:

$$R \text{ prop. } M^{0.78}.$$

Usando

$$L \text{ prop. } R^2 T^4$$

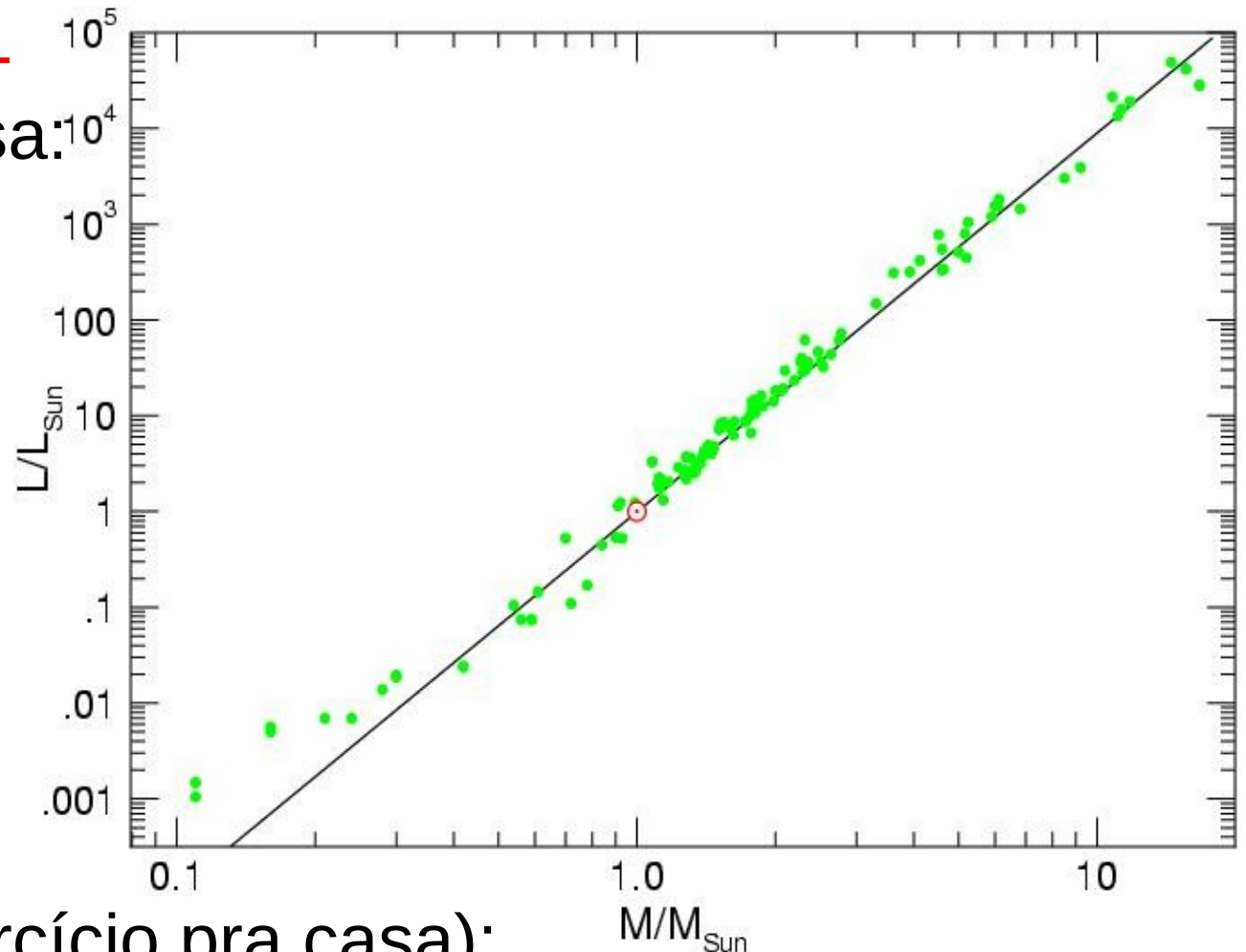
vemos que a

temperatura

também **aumenta**

com a **massa** (exercício pra casa):

$$T \text{ prop. } M^{0.435}$$

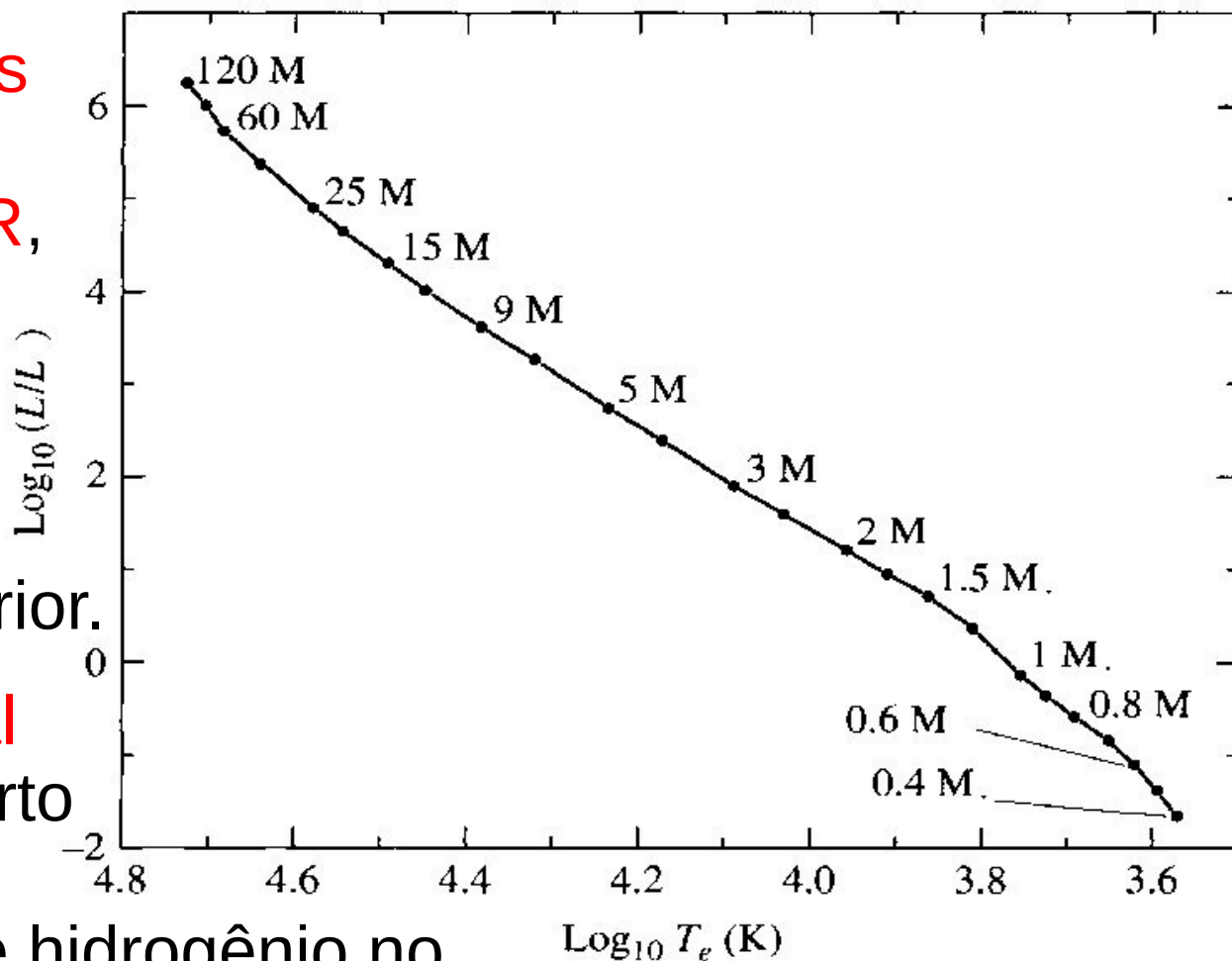


Evolução Estelar

1ª fase: Queima de Hidrogênio (Sequência Principal)

Isto coloca as **estrelas** desta **1ª fase** num **ramo** no **diagrama HR**, chamado **Sequência Principal**, com as estrelas de maior massa no canto esquerdo superior.

A **Sequência Principal** corresponde a um certo **estágio evolutivo** das estrelas (a queima de hidrogênio no núcleo), com a **massa variando** ao longo da sequência (não é uma sequência evolutiva).

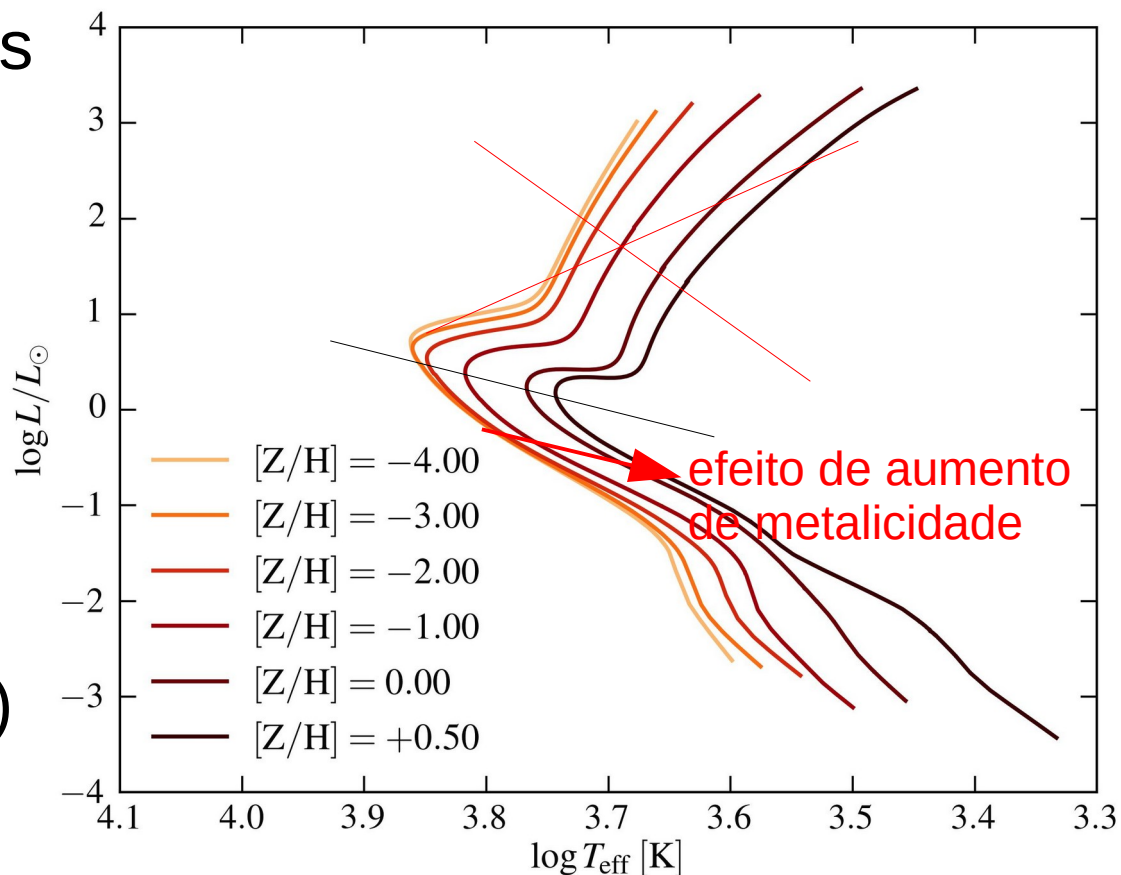


Evolução Estelar

1ª fase: Queima de Hidrogênio (Sequência Principal)

A **metallicidade** das estrelas também influencia na **forma e posição** da Sequência Principal (e dos demais ramos):

Normalmente, em um dado ambiente (a vizinhança solar, ou algum aglomerado estelar) as estrelas têm praticamente a **mesma metallicidade** (vide mais pra frente)

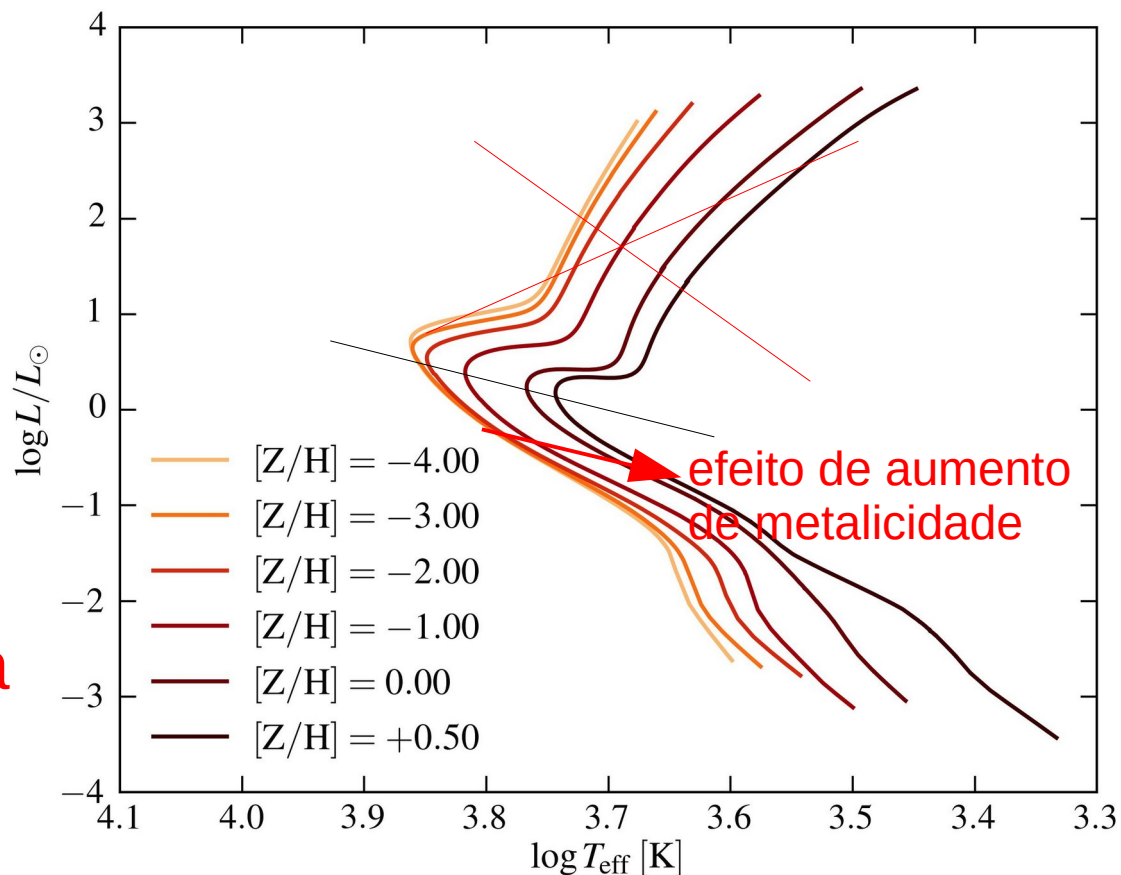


Evolução Estelar

1ª fase: Queima de Hidrogênio (Sequência Principal)

Estrelas **ricas** em **metais** são mais **vermelhas** que as pobres em metais da **mesma massa**:

- **Maior número de elétrons por átomo** com aumento da metalicidade
- => aumento da **opacidade**
- => maior **pressão radiativa**
- => maior **raio**
- => **menor temperatura**
- => mais **vermelha**



(ignorem a parte de cima do gráfico, que representa estrelas que já saíram da Sequência Principal)

Evolução Estelar

1ª fase: Queima de Hidrogênio (Sequência Principal)

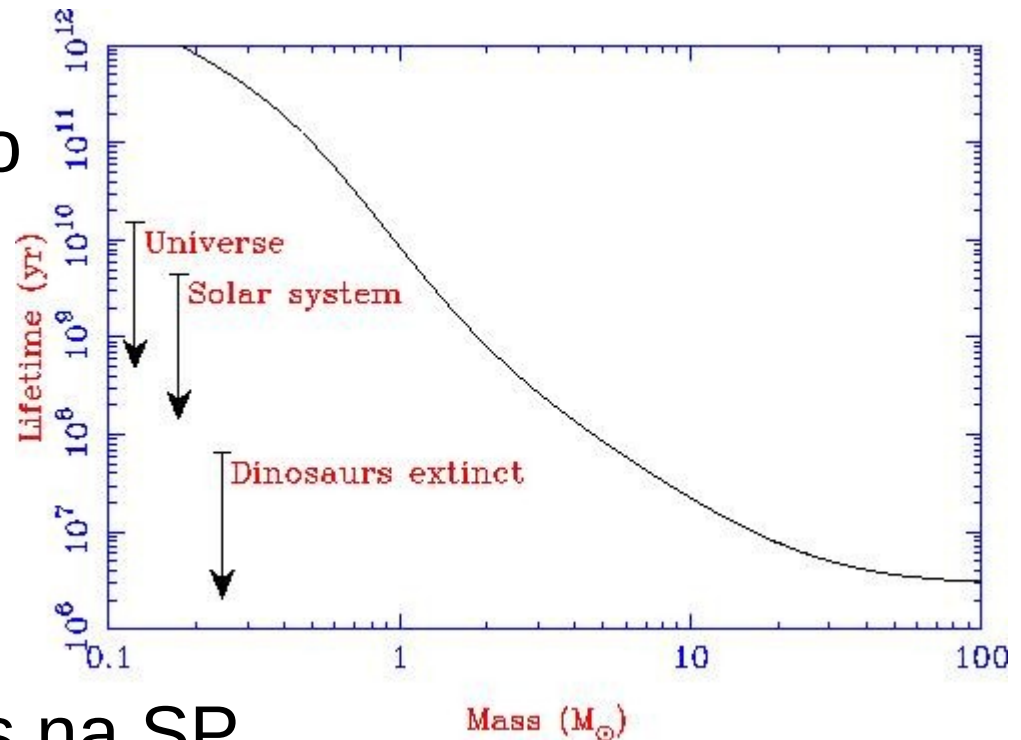
Usando $L \propto M^{3.3}$,
conseguimos estimar, como
o **Tempo de Vida** na **SP**,
 τ , depende da **massa**:

$\tau = \text{Energia disponível} /$
 $\text{taxa de energia emitida}$
 $\propto M/L \propto M^{-2.3}$.

=> O Sol vive ~10 bio. anos na SP.

Todas as estrelas com $< \sim 0.85 M_{\odot}$ ainda estão na SP.

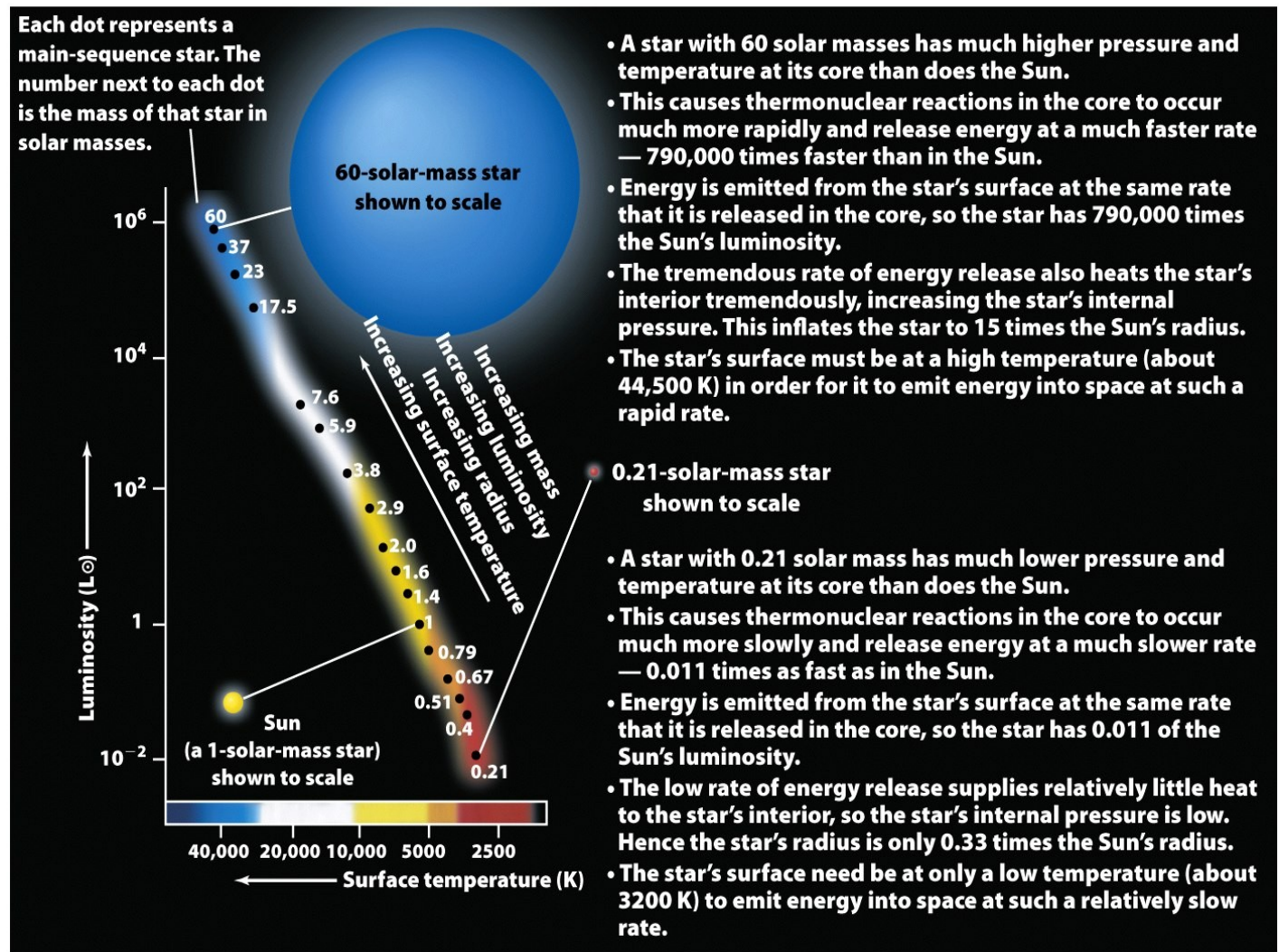
A Sequência Principal corresponde a 80 % a 90 % da vida de uma estrela, e 90% das estrelas observadas estão na SP.



Evolução Estelar

1ª fase: Queima de Hidrogênio (Sequência Principal)

Resumo da Sequência Principal



Evolução Estelar

Anãs Azuis e Anãs Brancas de Hélio

Quando o **Hidrogênio** no **caroço** se **esgota** ($< 0.5 M_{\odot}$):

- Se a estrela tiver menos que $0.5 M_{\odot}$, ela nunca alcançará a temperatura necessária para começar o próximo processo de fusão nuclear (chamado α triplo, vide daqui a pouco).

Segundo modelos estelares, ela passará por uma fase chamada Anã Azul e “morrerá” como Anã Branca de hélio.

Porém, a “vida” na Sequência Principal de uma estrela de menos que $0.5 M_{\odot}$ demora mais que a idade atual do Universo, tal que ainda não devem existir Anãs Azuis e Anãs Brancas de hélio formadas desta maneira.

As Anãs Brancas de Hélio observadas devem ter outra origem (estrelas com núcleos de hélio que perderam as camadas externas por interação com outras estrelas).

Evolução Estelar

2ª fase: Gigante Vermelha

Quando o **Hidrogênio** no **caroço** se **esgota** ($> 0.5 M_{\odot}$):

- O **caroço** se **contrai**.
- A **camada acima** “cai” em cima do caroço, se esquenta e começa a **queimar hidrogênio**.
- O **envelope** se esquenta e **expande**.
Em reação, a **superfície resfria**.

=> A estrela passa por uma fase de transição chamada Subgigante, ...

Para estrelas a cima de $1.25 M_{\odot}$, a fase de Subgigante é tão curta, que raramente flagramos uma estrela nesta faixa de massa durante esta fase.

Evolução Estelar

2ª fase: Gigante Vermelha

..., e, chegando no limite de Hayashi (=> aula anterior) se torna uma **Gigante Vermelha**.

Resfriar mais tornaria a estrela instável (ela passaria pelo limite de Hayashi).

=> A partir de lá ela **crece a temperatura ~constante**.

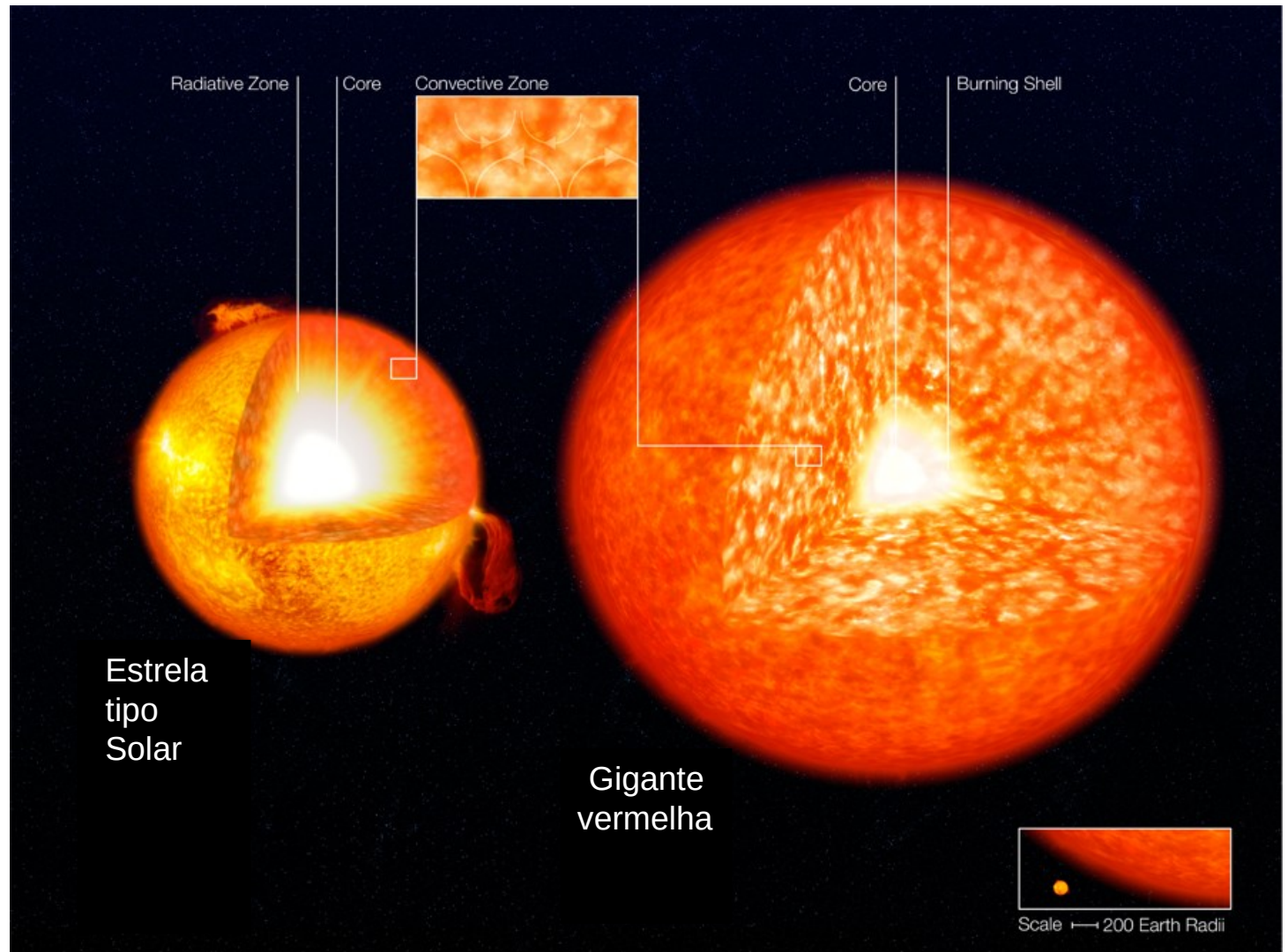
Além do aumento de tamanho, esta fase é caracterizada por **ventos fortes**.

Enquanto isto, o **caroço** continua se **aquecendo**.

Evolução Estelar

2ª fase: Gigante Vermelha

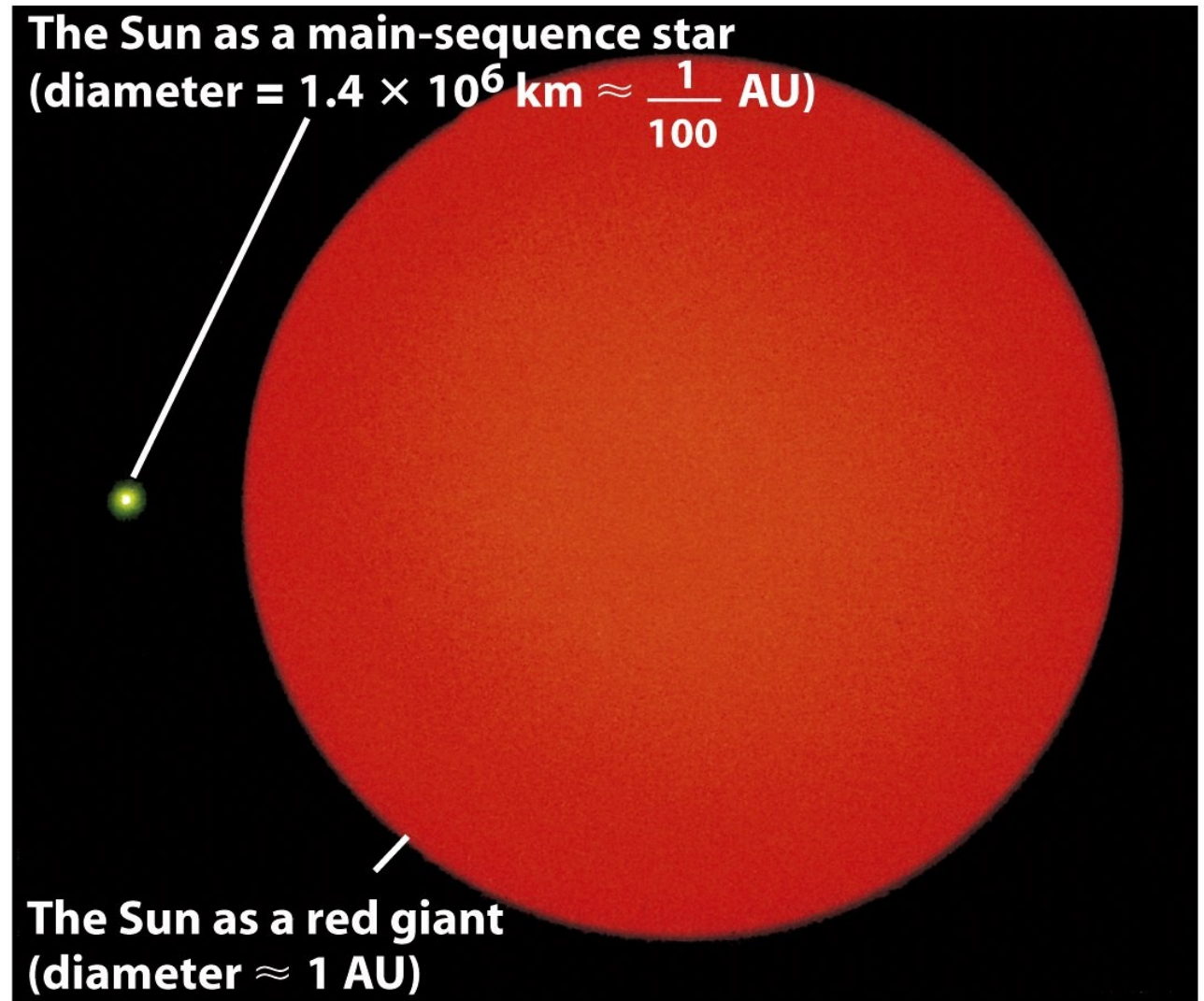
Comparação da **estrutura** do **Sol** atual com a **Gigante Vermelha** que ele será, ...



Evolução Estelar

2ª fase: Gigante Vermelha

... e do seu **tamanho** antes e depois.

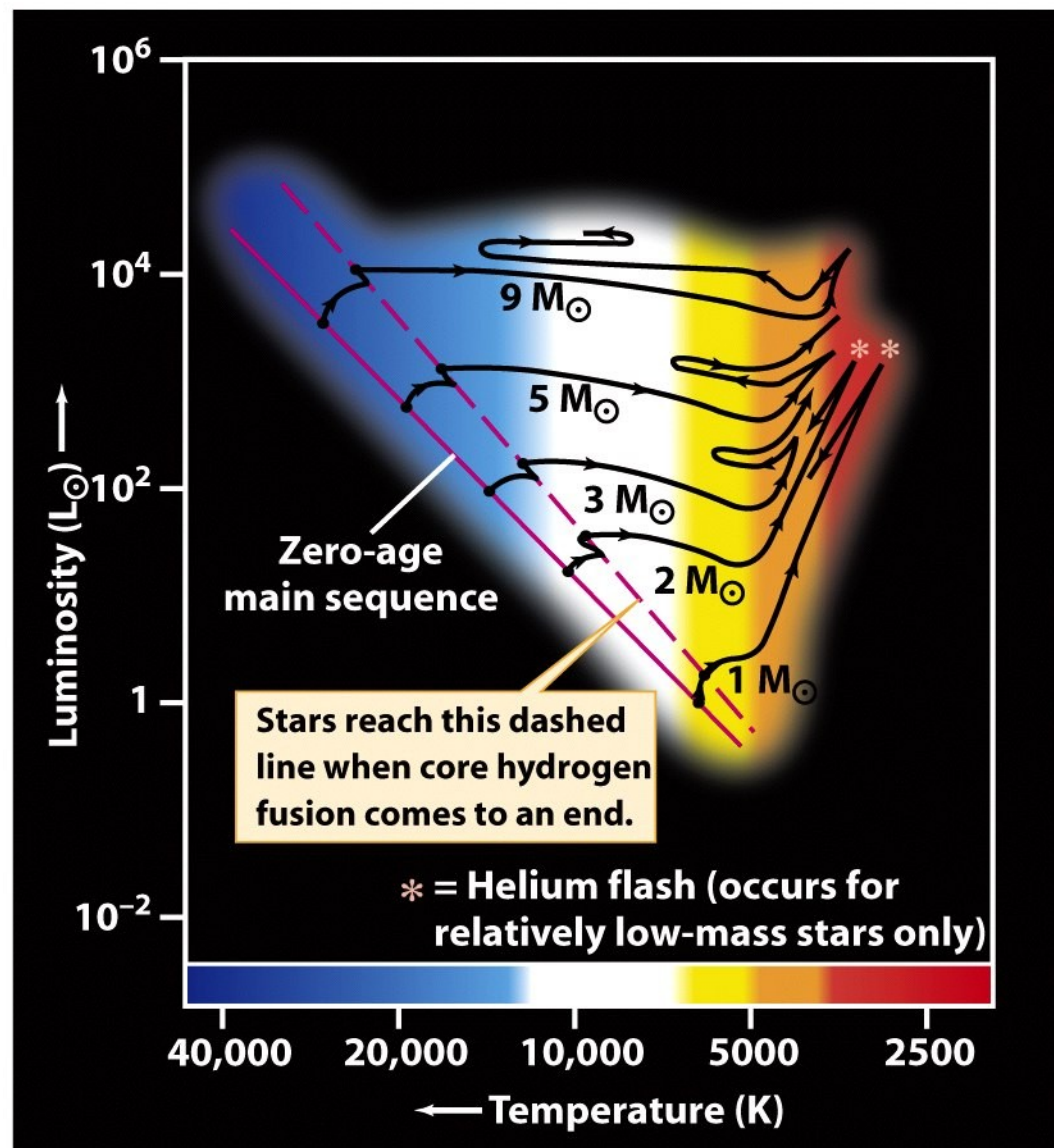


The Sun today and as a red giant

Evolução Estelar

2ª fase: Gigante Vermelha

Já que a **temperatura cai**, e no final, o **tamanho** e com este, a **luminosidade aumenta**, as estrelas fazem um caminho pra direita (Subgigantes), e depois pra cima (Gigantes Vermelhas) no diagrama Hertzsprung-Russell.

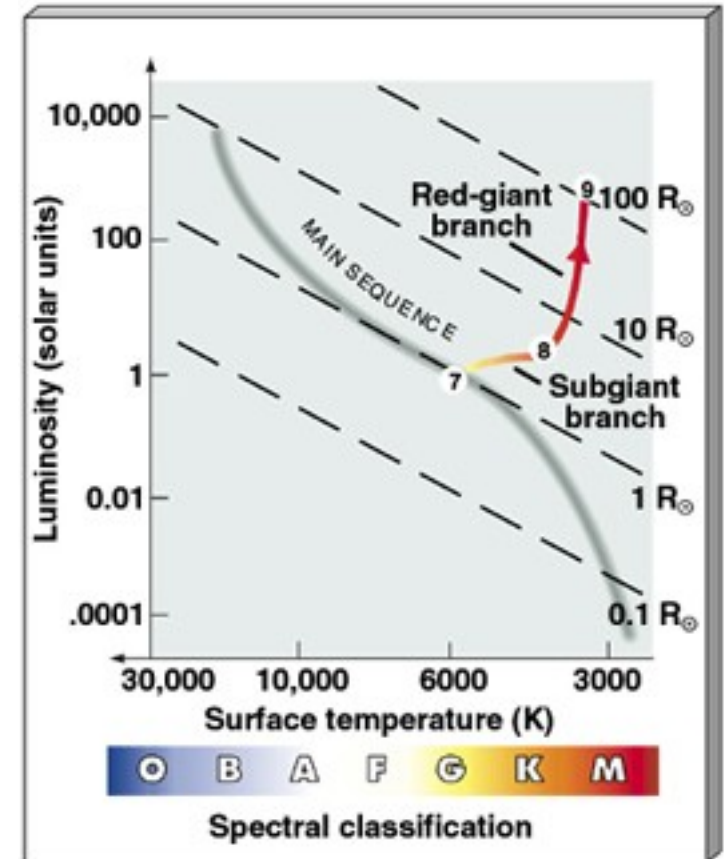


Post-main-sequence evolutionary tracks of five stars with different mass

Evolução Estelar

2ª fase: Gigante Vermelha

As estrelas de massas diferentes, e, por isto, em fases diferentes da evolução Sequência Principal - Subgigante - Gigante Vermelha (já que elas saíram da Sequência Principal em momentos diferentes) compõem os **Ramos** de **Subgigantes** e de **Gigantes Vermelhas**.



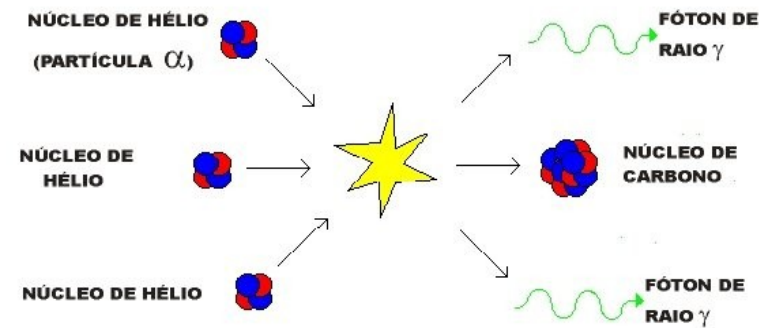
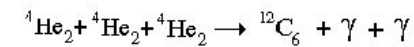
Evolução Estelar

3ª fase: Queima de Hélio

Quando $T_{\text{caroço}} > 10^8$ K:

No caroço se forma **carbono**,
por mais um processo de
fusão nuclear, o processo **α triplo**.

PROCESSO ALFA-TRIPLO



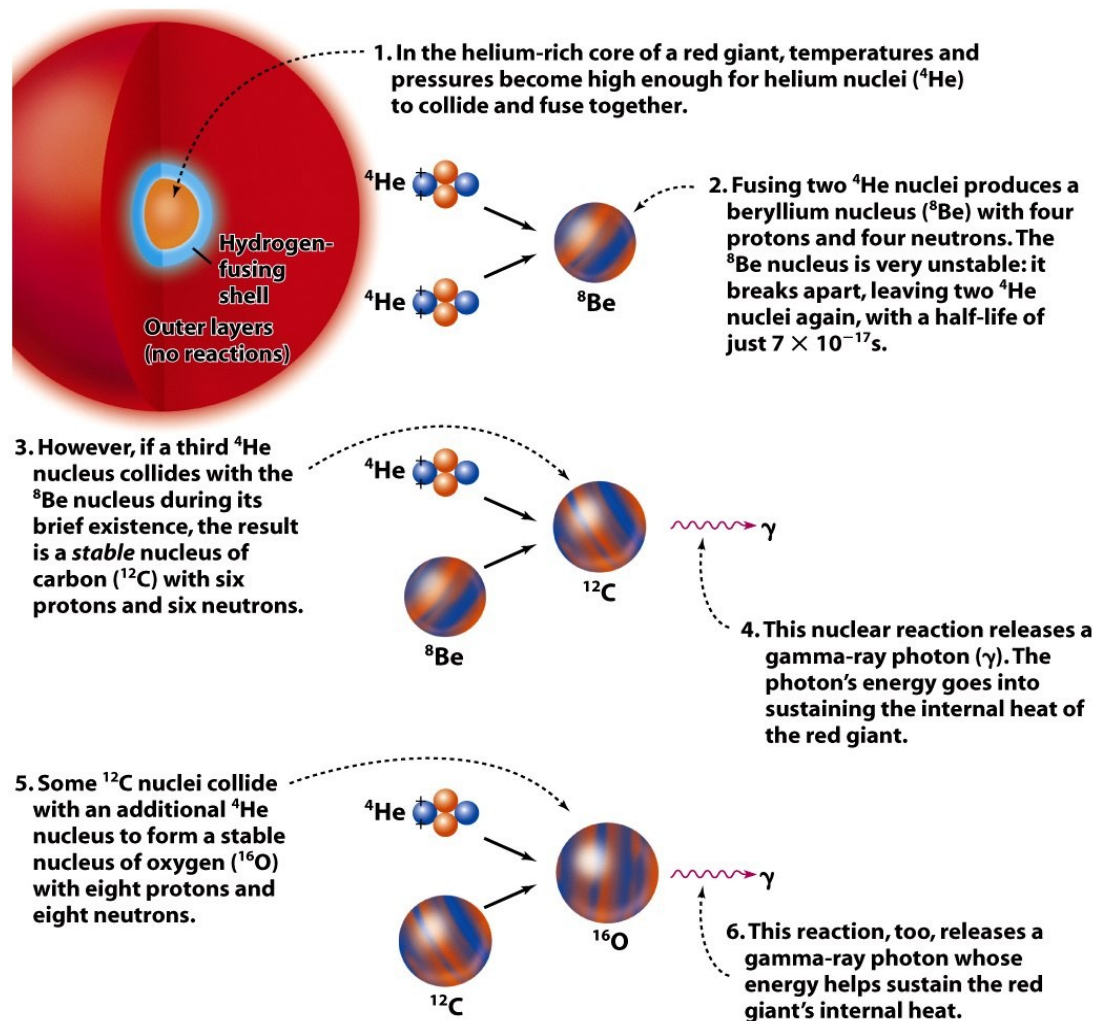
Quando a temperatura nas regiões centrais da estrela atinge uns 100 milhões de graus, inicia-se o processo alfa-triplo pelo qual 3 núcleos de Hélio se fundem para formar um núcleo de Carbono

Evolução Estelar

3ª fase: Queima de Hélio

O processo α triplo em mais detalhes.

A **vida curta** do ${}^8\text{Be}$ é problemática. Só, se o terceira ${}^4\text{He}$ chega durante estes $\sim 7 \cdot 10^{-17}$ s, a formação de ${}^{12}\text{C}$ acontece. Senão, o ${}^8\text{Be}$ decai de volta em 2 ${}^4\text{He}$. Por isto, ele é **raro**, até nas condições “certas” ($T_{\text{caroço}} > 10^8$ K), e a **formação** de um montante significativo de **carbono** demora **mi. de anos**.



Evolução Estelar

3ª fase: Queima de Hélio

Mas quando ele ocorre, a energia gerada é prop. T^{41} (!)
Por isto a ignição acontece numa reação de cadeia, chamada *Helium Flash* (“Relâmpago de hélio”), processo tão rápido que a simulação numérica não consegue acompanhar: Os códigos computacionais de evolução estelar calculam mais lentamente que o próprio processo.

Em estrelas de alta massa a fusão de He começa menos abruptamente, não há o *flash* do hélio.

Um pouco de **oxigênio** é formado também, e em estrelas de **massa intermediária** e **alta**, a cima de $\sim 4 M_{\odot}$, de

neônio e **magnésio**

(mostrarei as reações nucleares em breve).

Evolução Estelar

3ª fase: Queima de Hélio

Na camada acima do núcleo **continua** a **queima de hidrogênio**.

Enquanto o **caroço** **expande**, o **envelope** **se contrai** e **esquenta**.

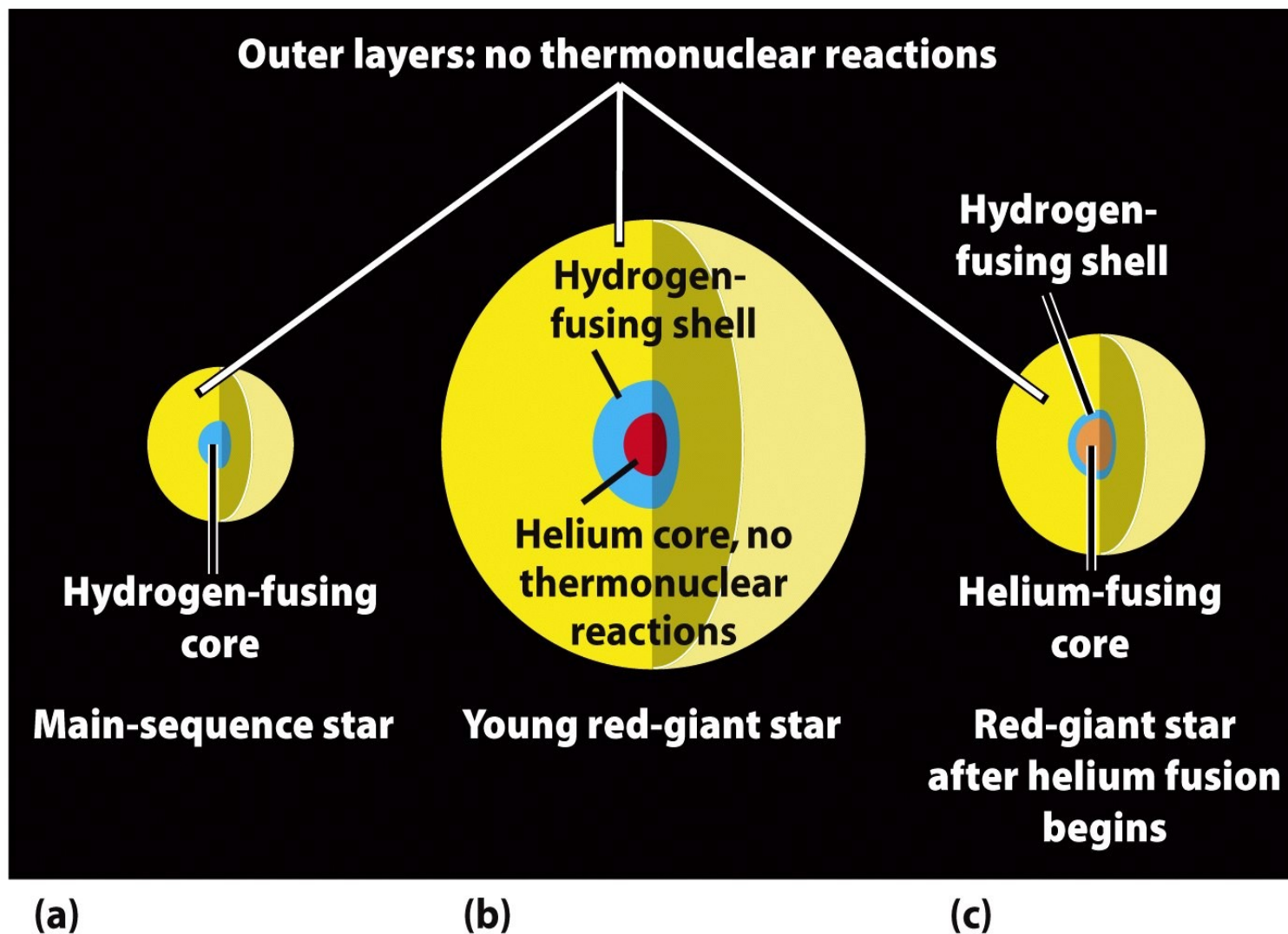


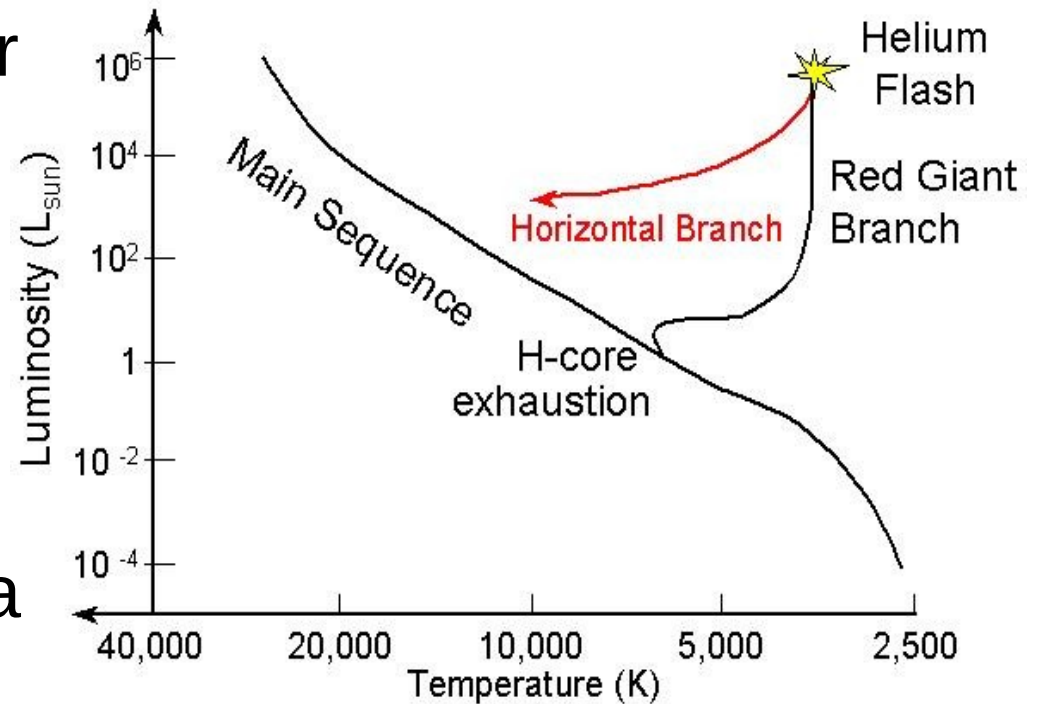
Figure 19-6
Universe, Eighth Edition

Evolução Estelar

3ª fase: Queima de Hélio

A **produção de energia** por **dois processos** (queima de He no centro e de H em uma camada envoltória) **aumenta a temperatura** da estrela.

No diagrama HR, a estrela se desloca do topo do ramo de Gigantes Vermelhas para um ramo chamado **Ramo Horizontal**, por um caminho não bem conhecido: Nunca uma estrela foi flagrada ao vivo fazendo este caminho.

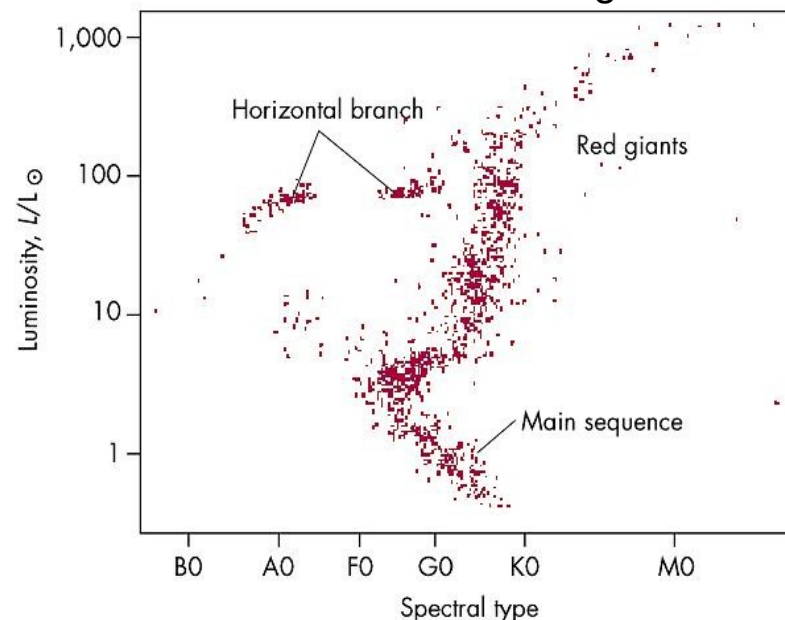


Evolução Estelar

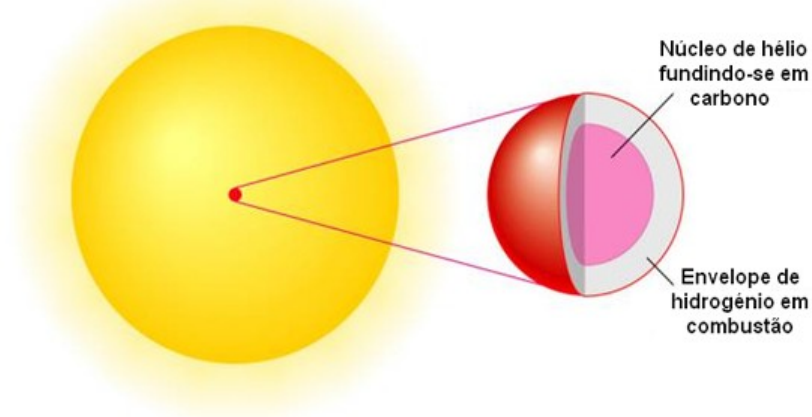
3ª fase: Queima de Hélio

O **Ramo Horizontal** é uma nova fase de **equilíbrio**, similar à Sequência Principal, com **queima de He no caroço**, **queima de H na camada** em cima do caroço, e um **envelope** em cima desta (sem fusão nuclear, onde ocorre o transporte de energia para fora).

Ramo Horizontal dum aglomerado



Estrutura dum estrela do Ramo Horizontal



Evolução Estelar

3ª fase: Queima de Hélio

Resumo

A luminosidade do Sol em função do tempo da formação até o Ramo Horizontal.

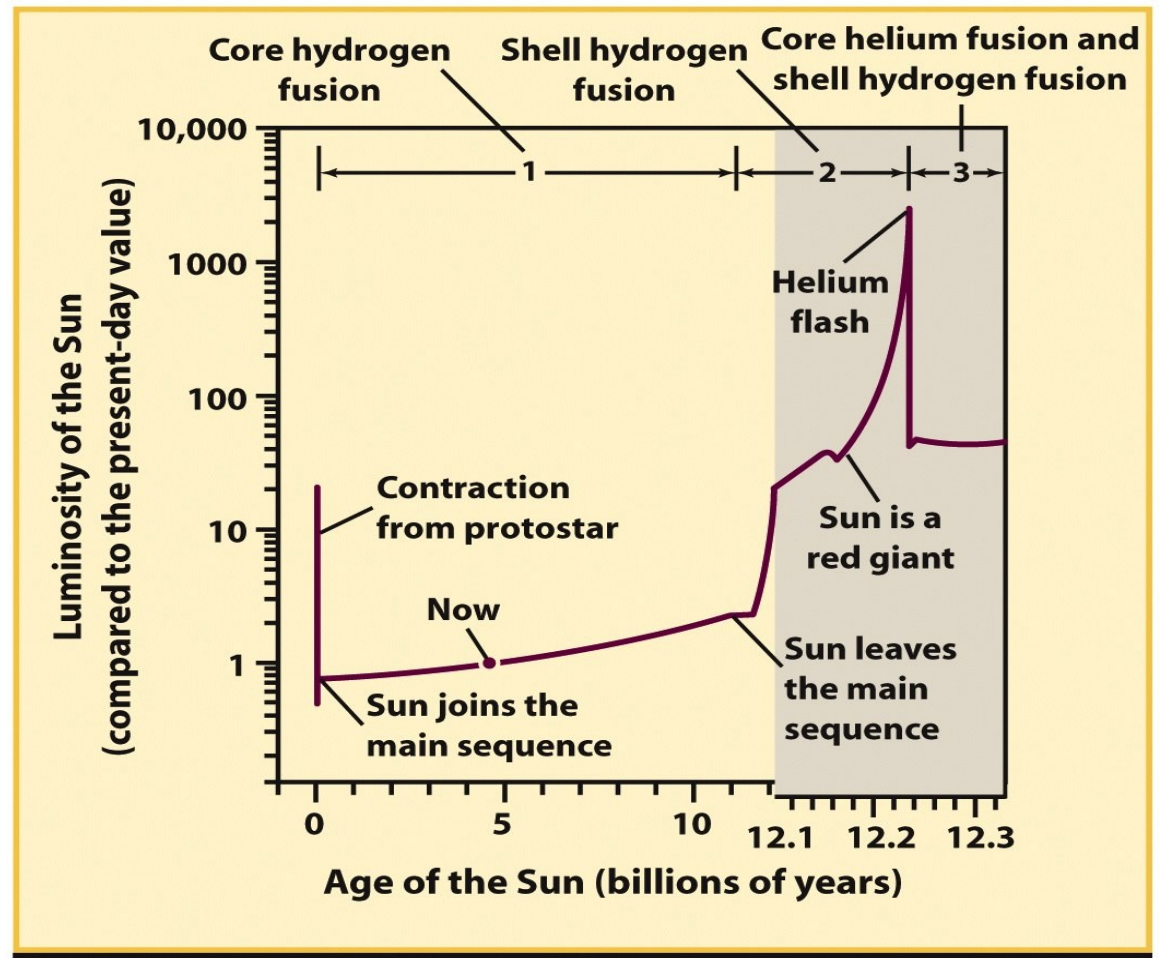


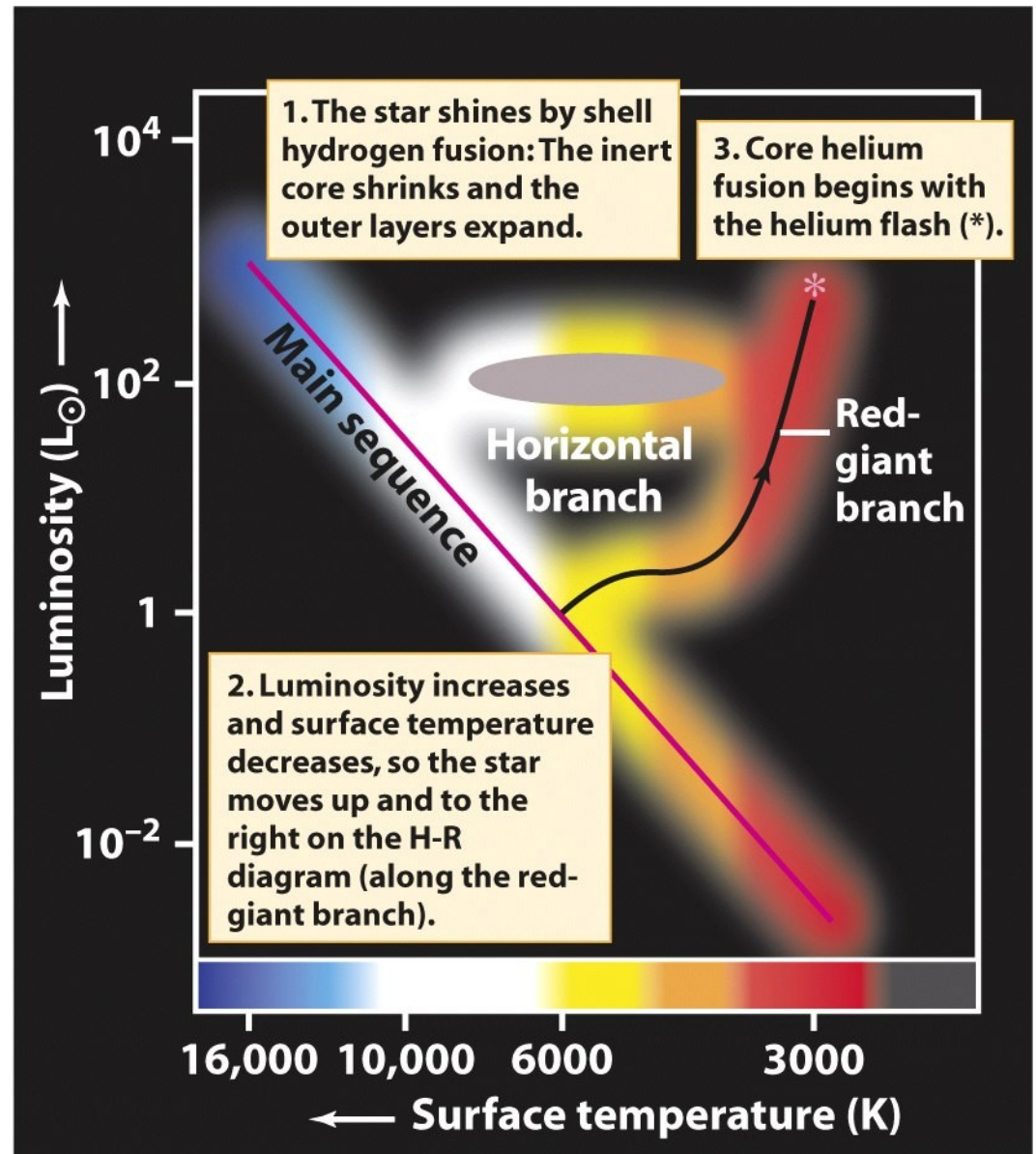
Figure 19-8
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Evolução Estelar

3ª fase: Queima de Hélio

Resumo

Evolução de uma estrela tipo Sol até o *Helium Flash*,



Before the helium flash: A red-giant star

Figure 20-1a

Universe, Eighth Edition

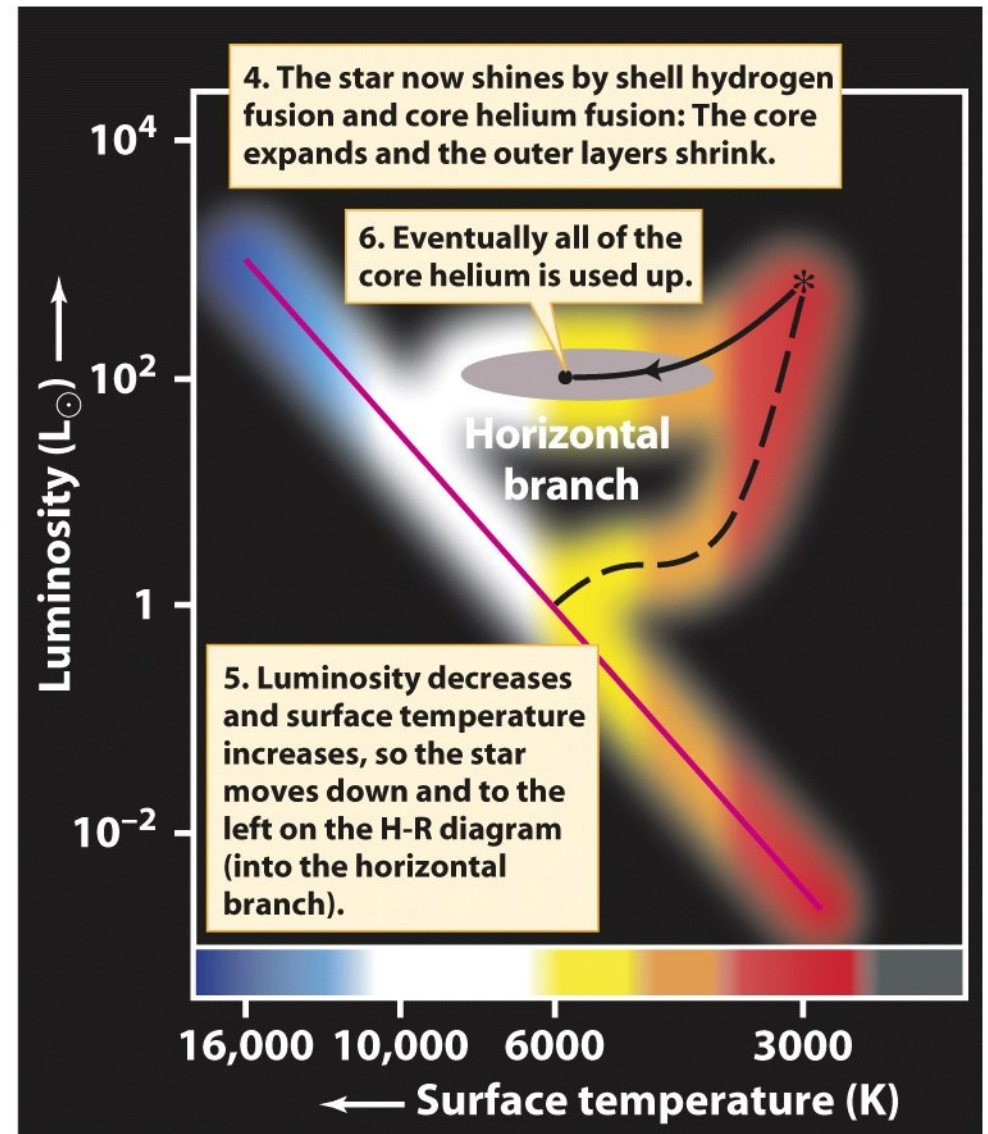
© 2008 W. H. Freeman and Company

Evolução Estelar

3ª fase: Queima de Hélio

Resumo

Evolução de uma estrela tipo Sol do *Helium Flash* até o **Ramo Horizontal**.



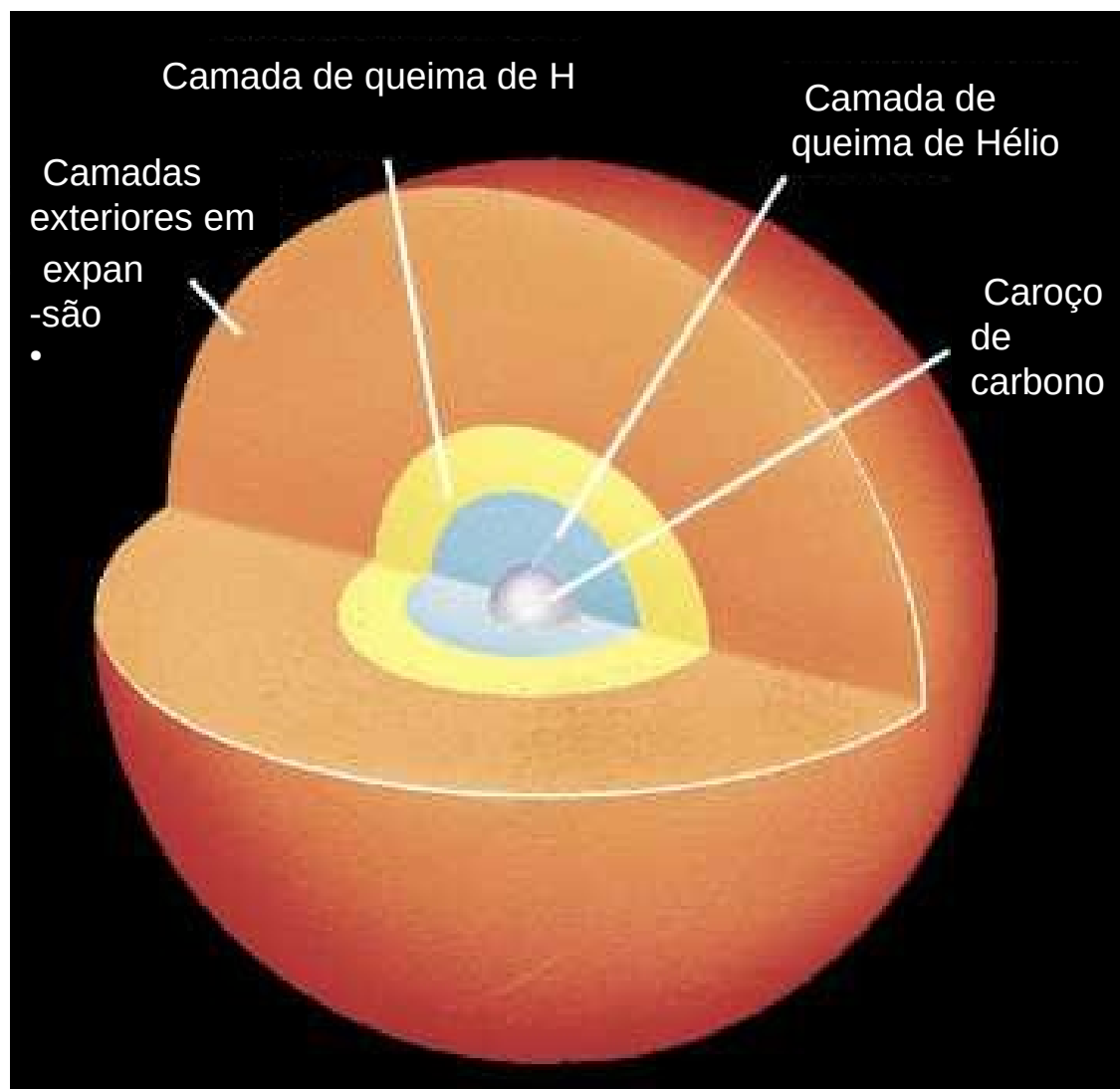
After the helium flash: A horizontal-branch star

Evolução Estelar

4ª fase: Gigante do Ramo Assintótico

Quando o **hélio** no caroço também se **esgota**:

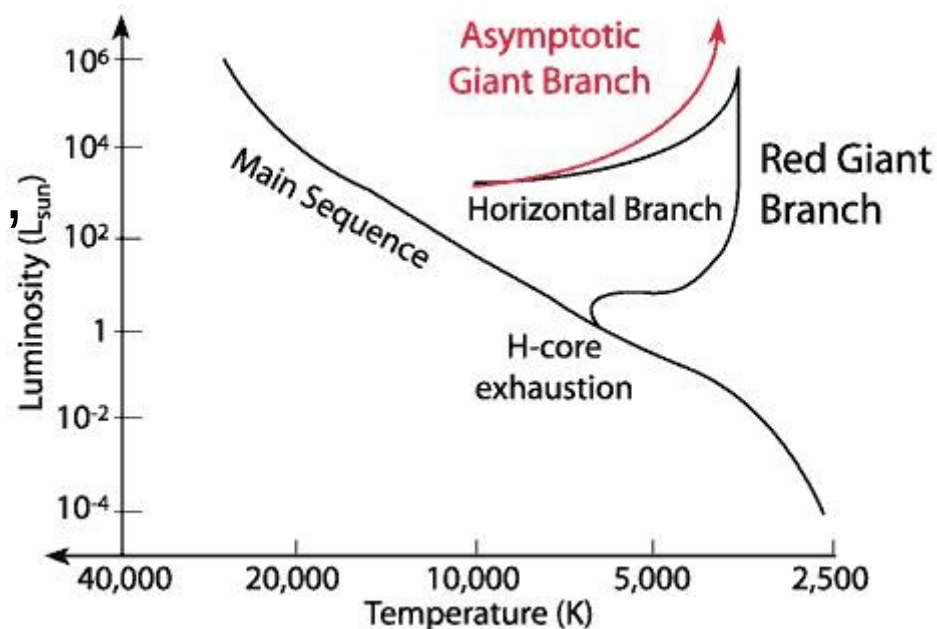
- **contração do caroço** (outra vez)
- **queima de He** em camada acima
- **queima de H** em camada acima desta
- **envelope expande e resfria**, similar ao que acontece numa Gigante Vermelha.



Evolução Estelar

4ª fase: Gigante do Ramo Assintótico

A estrela vira uma **Gigante do Ramo Assintótico** (AGB, de *Asymptotic Giant Branch*), chamado assim, por que no diagrama HR, o ramo se aproxima assintoticamente ao Ramo das Gigantes Vermelhas.



No Ramo Assintótico, o Sol será maior e mais luminoso ainda, do que como Gigante Vermelha.

Evolução Estelar

4ª fase: Gigante do Ramo Assintótico

Nascer do Sol sobre Marte em 5 bio anos



Evolução Estelar

4ª fase: Gigante do Ramo Assintótico

Estrutura na escala certa.

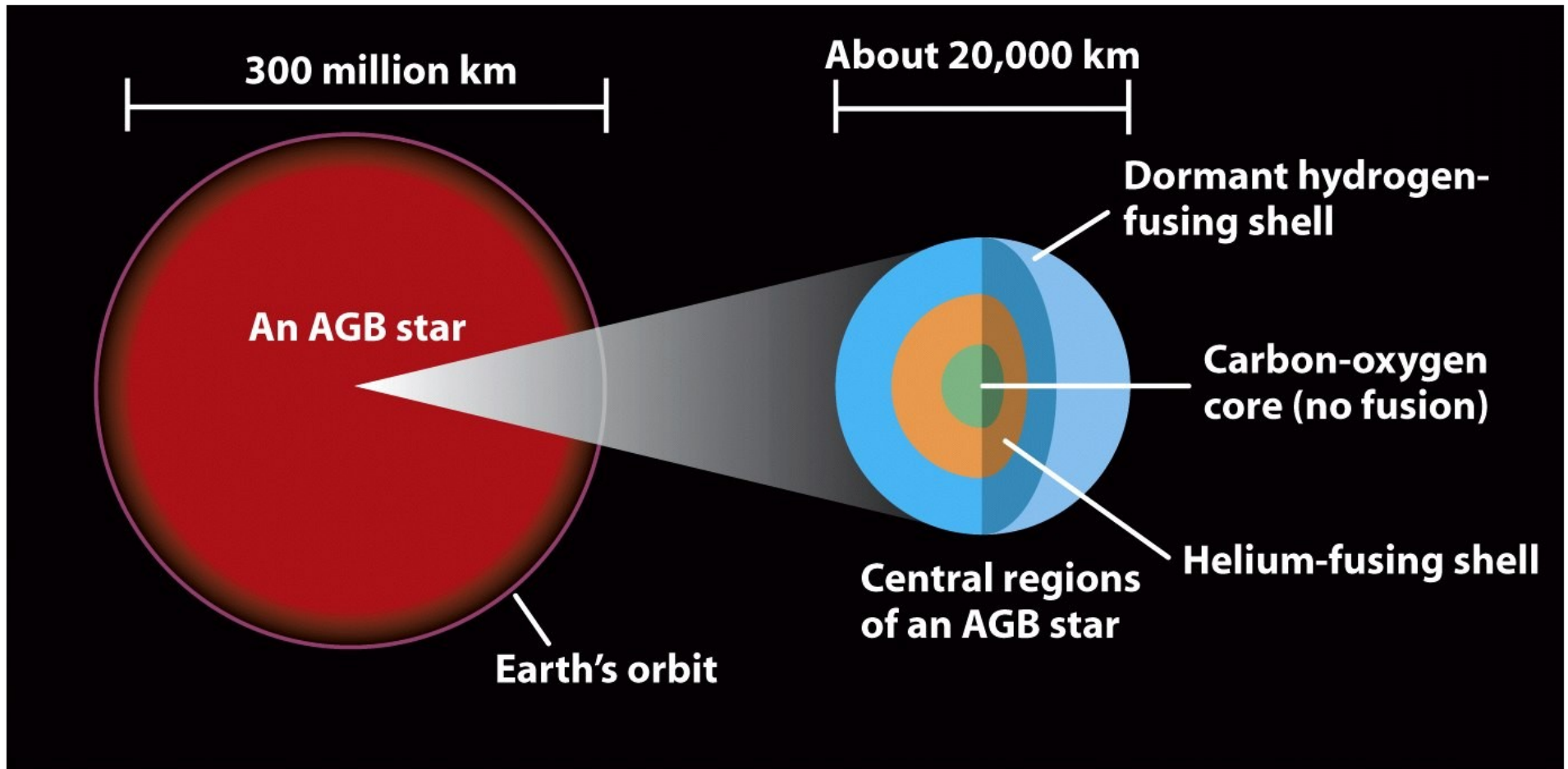


Figure 20-2

Universe, Eighth Edition

© 2008 W.H. Freeman and Company

Evolução Estelar

4ª fase: Gigante do Ramo Assintótico

No final da fase de AGB, a estrela sofre uma sequência de **pulsos térmicos**.

=> TPAGB (*thermally pulsing AGB*)

- Ventos fortes, **ejeção do C, N, e O**.

=> **Origem** (de parte) **do carbono, nitrogênio, e oxigênio** no Universo.

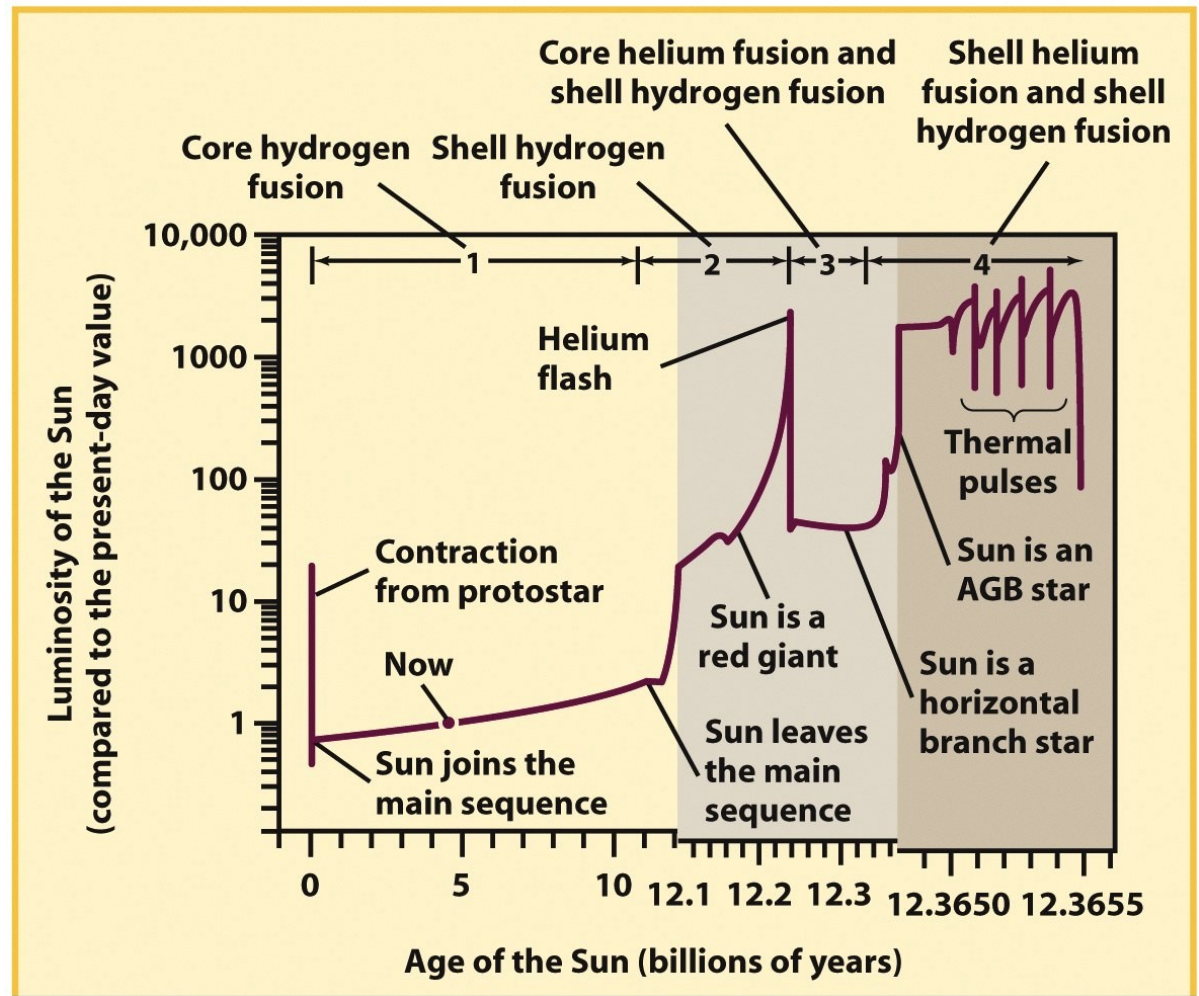


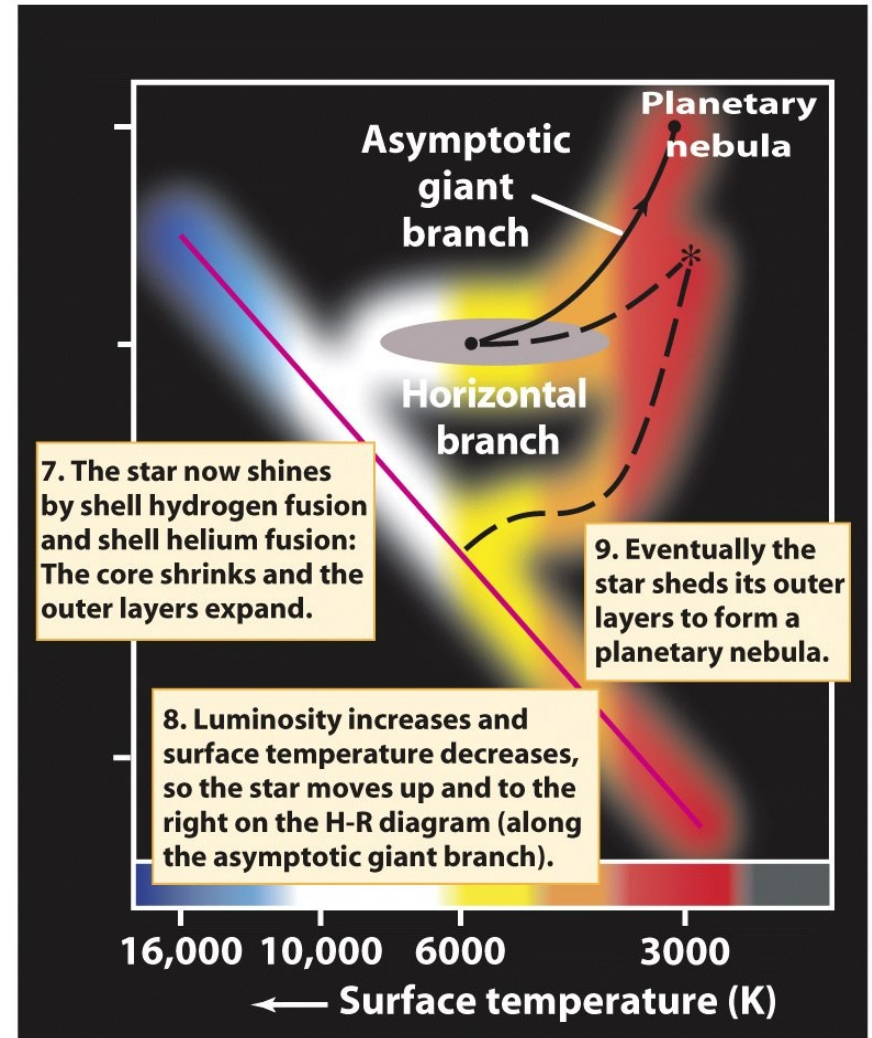
Figure 20-5
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Evolução Estelar

4ª fase: Gigante do Ramo Assintótico

Resumo

Evolução de uma estrela tipo Sol do **Ramo Horizontal** até o topo do **Ramo Assintótico**.



After core helium fusion ends: An AGB star

Evolução Estelar

A Morte de uma Estrela de Baixa Massa

Se for uma estrela de **massa baixa** ($M < 8 M_{\odot}$), a história **termina** aqui:

Certa hora, o **caroço para** de se **contrair**, por ser sustentado por um novo tipo de pressão, a **pressão de degenerescência eletrônica** (=> aula que vem).

O **Envelope** que estava caindo em cima rebate e é **ejetado**.

O que sobra do núcleo é uma **Anã Branca** (de **C-O**, p. estrelas de $< 4 M_{\odot}$, ou de **O-Ne-Mg**, estr. de $> 4 M_{\odot}$), enquanto o envelope ejetado é chamado **Nebulosa Planetária**.

Evolução Estelar

A Morte de uma Estrela de Baixa Massa



Mais sobre Nebulosas Planetárias e Anãs Brancas na próxima aula.

Evolução Estelar

5ª fase (Estrela de Massa Alta)

Se for uma estrela de **alta massa**, o caroço atinge **temperaturas altas** o suficiente para acontecerem **mais reações nucleares**.

Enquanto o caroço se esquenta, são produzidos cada vez **mais elementos**.

A queima dos elementos ocorre em **camadas**, como de uma cebola:

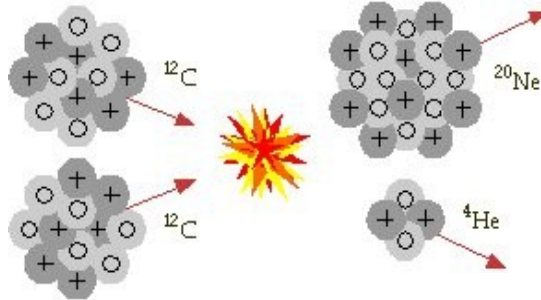
Uma camada de queima de hidrogênio em cima da camada de queima de hélio, em cima de ... etc.

Evolução Estelar

5ª fase (Estrela de Massa Alta)

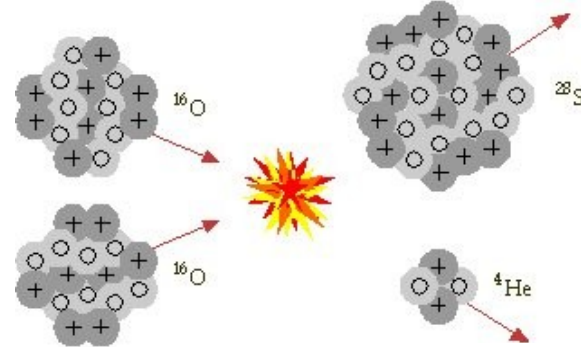
$T_{\text{caroço}} > 6 \cdot 10^8 \text{ K}$:

queima de **carbono**
 \Rightarrow **neônio** (e hélio),



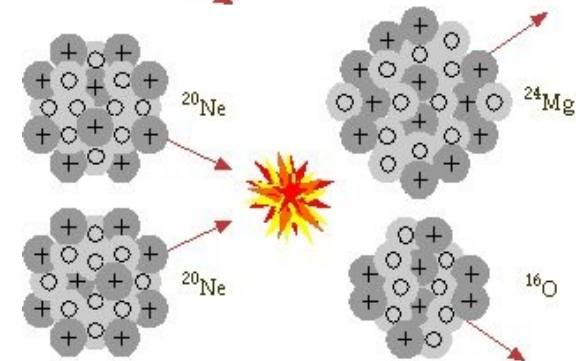
$T_{\text{caroço}} > 1.5 \cdot 10^9 \text{ K}$:

queima de **oxigênio**
 \Rightarrow **silício** (e hélio),



$T_{\text{caroço}} > 1.2 \cdot 10^9 \text{ K}$:

queima de **neônio**
 \Rightarrow **magnésio** (e oxigênio), ...



Evolução Estelar

5ª fase (Estrela de Massa Alta)

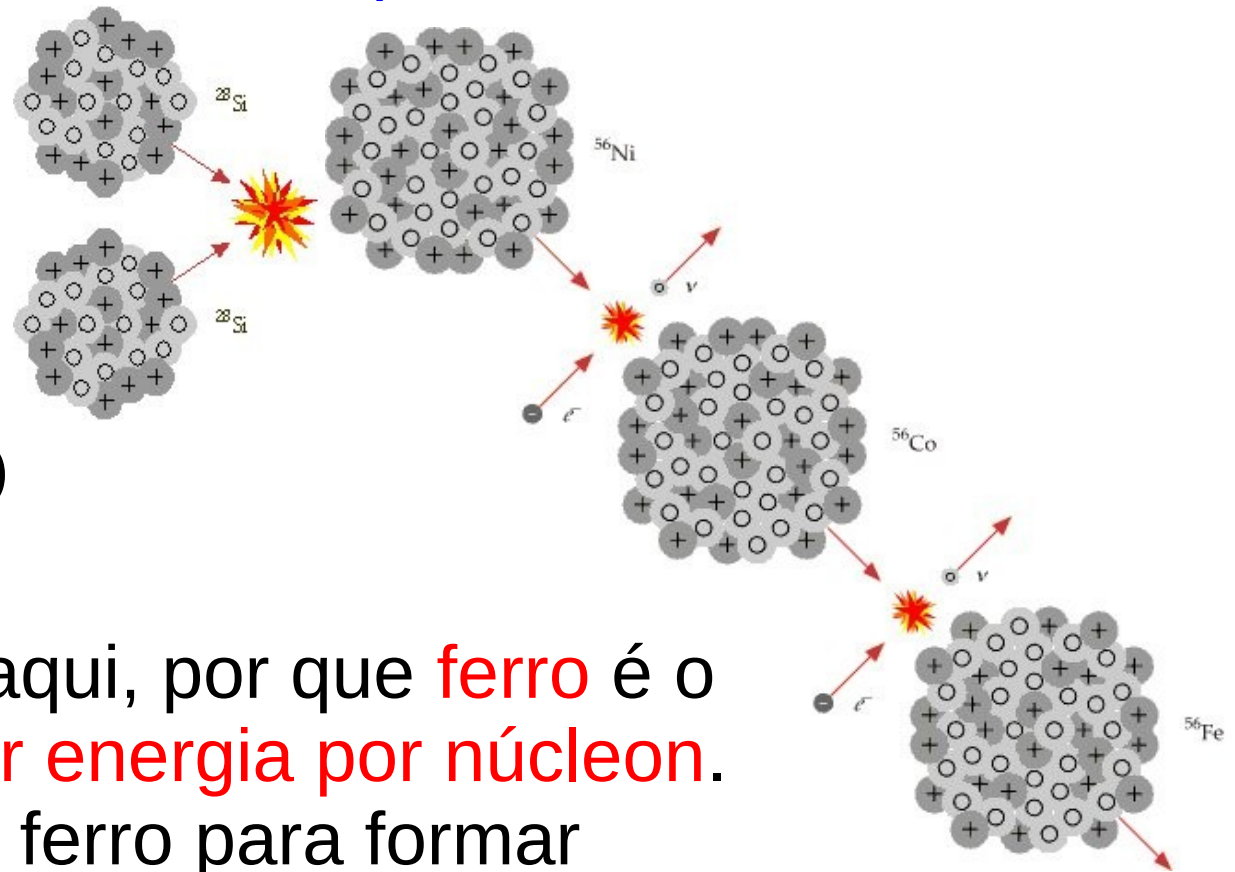
... e, finalmente

$T_{\text{caroço}} > 2.7 \cdot 10^9 \text{ K}$:

queima de **silício**
(após uma voltinha
pelo níquel e o cobalt)

=> **ferro**

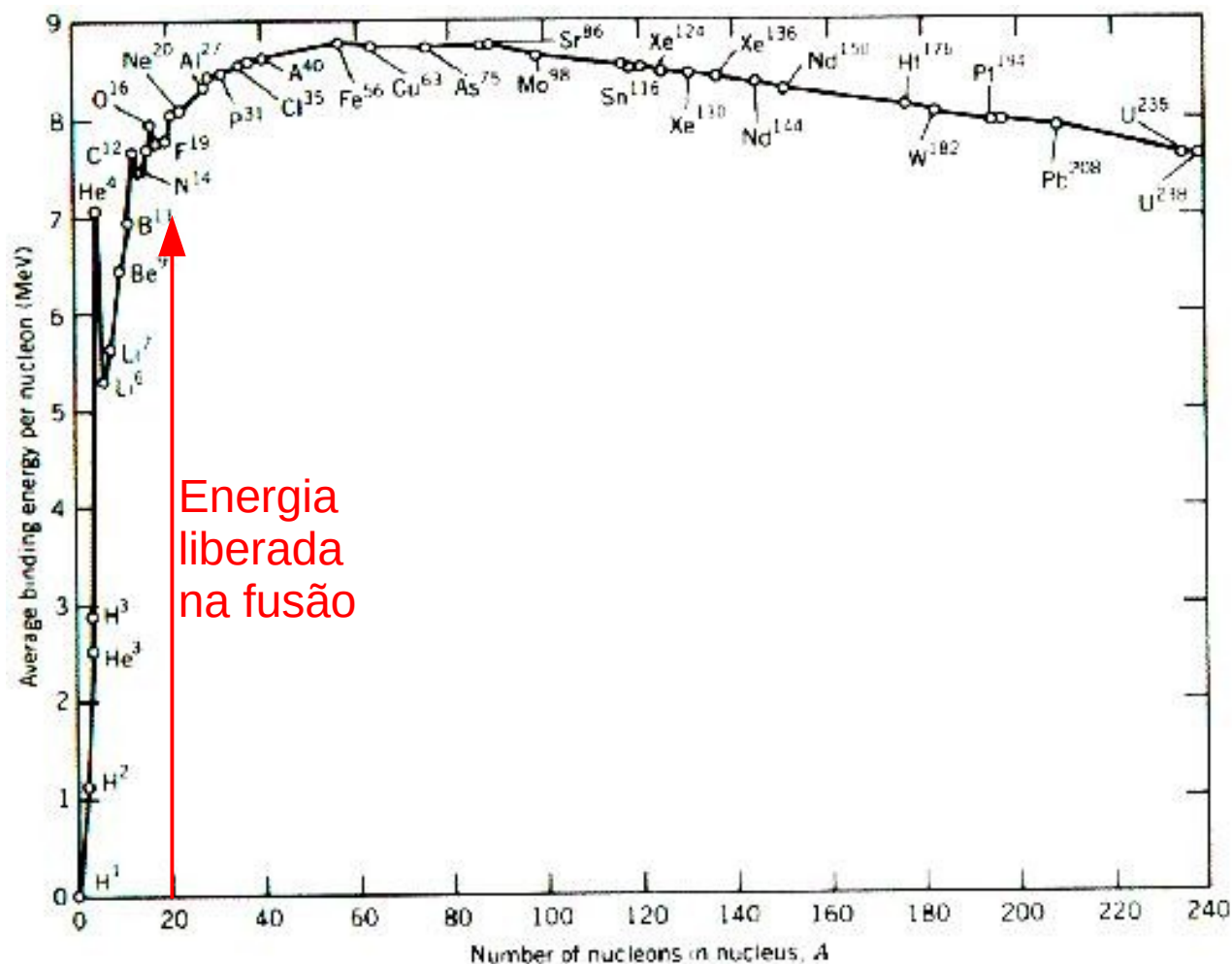
A história **termina** aqui, por que **ferro** é o
elemento de **menor energia por núcleon**.
A fusão nuclear de ferro para formar
elementos mais pesados **custaria energia**.
=> **não acontece espontaneamente**.



Evolução Estelar

5ª fase (Estrela de Massa Alta)

Como em
cada passo
é gerado
menos energia
por **núcleon**,
as **fases** são
cada vez
mais curtos
(o último da ordem
de um dia!).



Evolução Estelar

5ª fase (Estrela de Massa Alta)

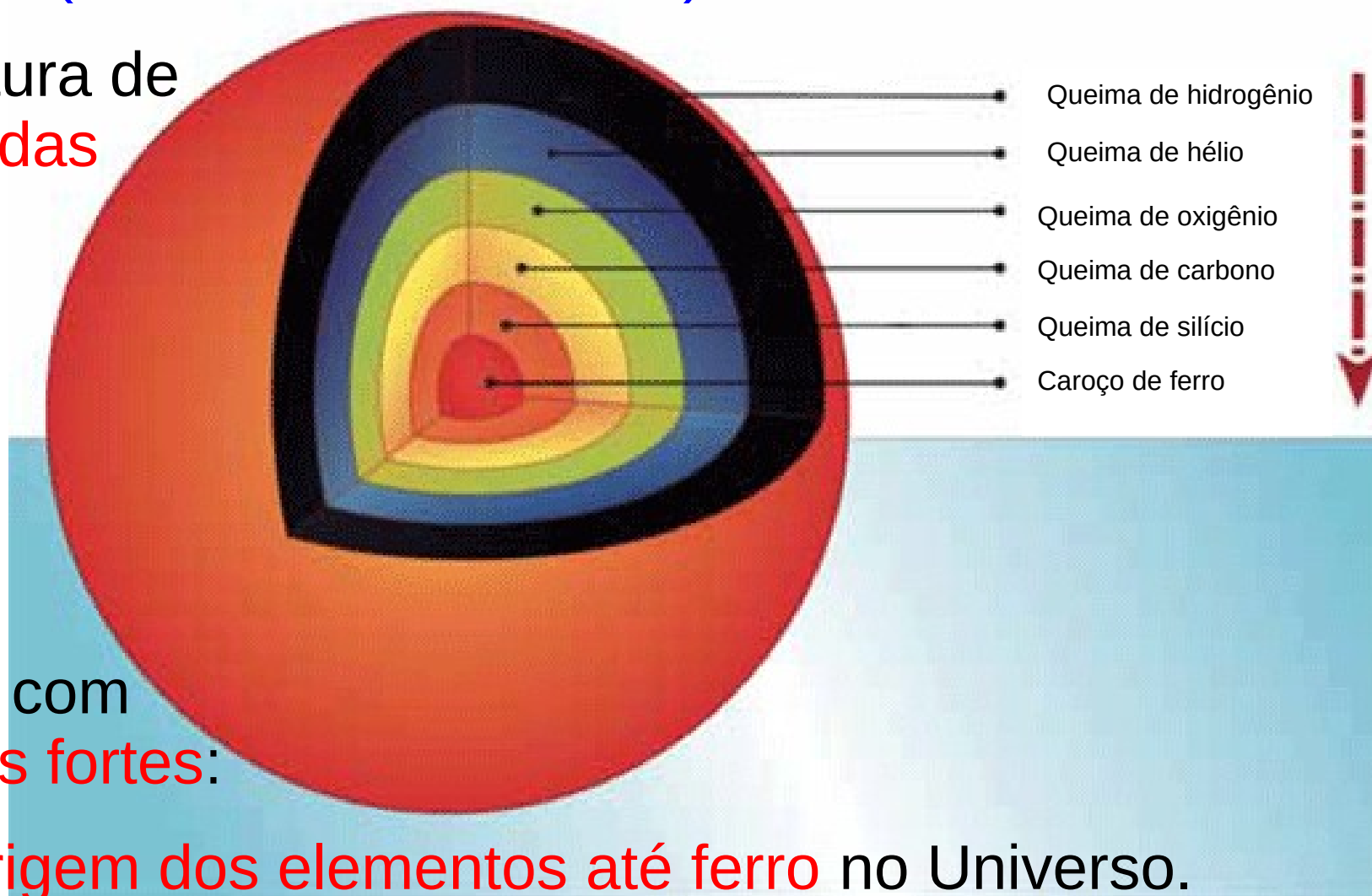
Propriedades das fusões nucleares que ocorrem em estrelas de alta massa

Combustível	Produtos	Temperatura da ignição	Massa mínima para a ignição (M_{\odot})	Duração numa estrela de $25 M_{\odot}$
H	He	4 10^6 K	0.1 M_{\odot}	7 10^6 anos
He	C, O	120 10^6 K	0.4 M_{\odot}	0.5 10^6 anos
C	Ne, Na, Mg, O	600 10^6 K	4 M_{\odot}	600 anos
Ne	O, Mg	1.2 10^9 K	8 M_{\odot}	1 anos
O	Si, S, P	1.5 10^9 K	8 M_{\odot}	0.5 anos
Si	Ni to Fe	2.7 10^9 K	8 M_{\odot}	1 dias

Evolução Estelar

5ª fase (Estrela de Massa Alta)

estrutura de
camadas



fases com
ventos fortes:

=> **Origem dos elementos até ferro** no Universo.

Evolução Estelar

5ª fase (Estrela de Massa Alta)

Estrutura
na
escala
certa

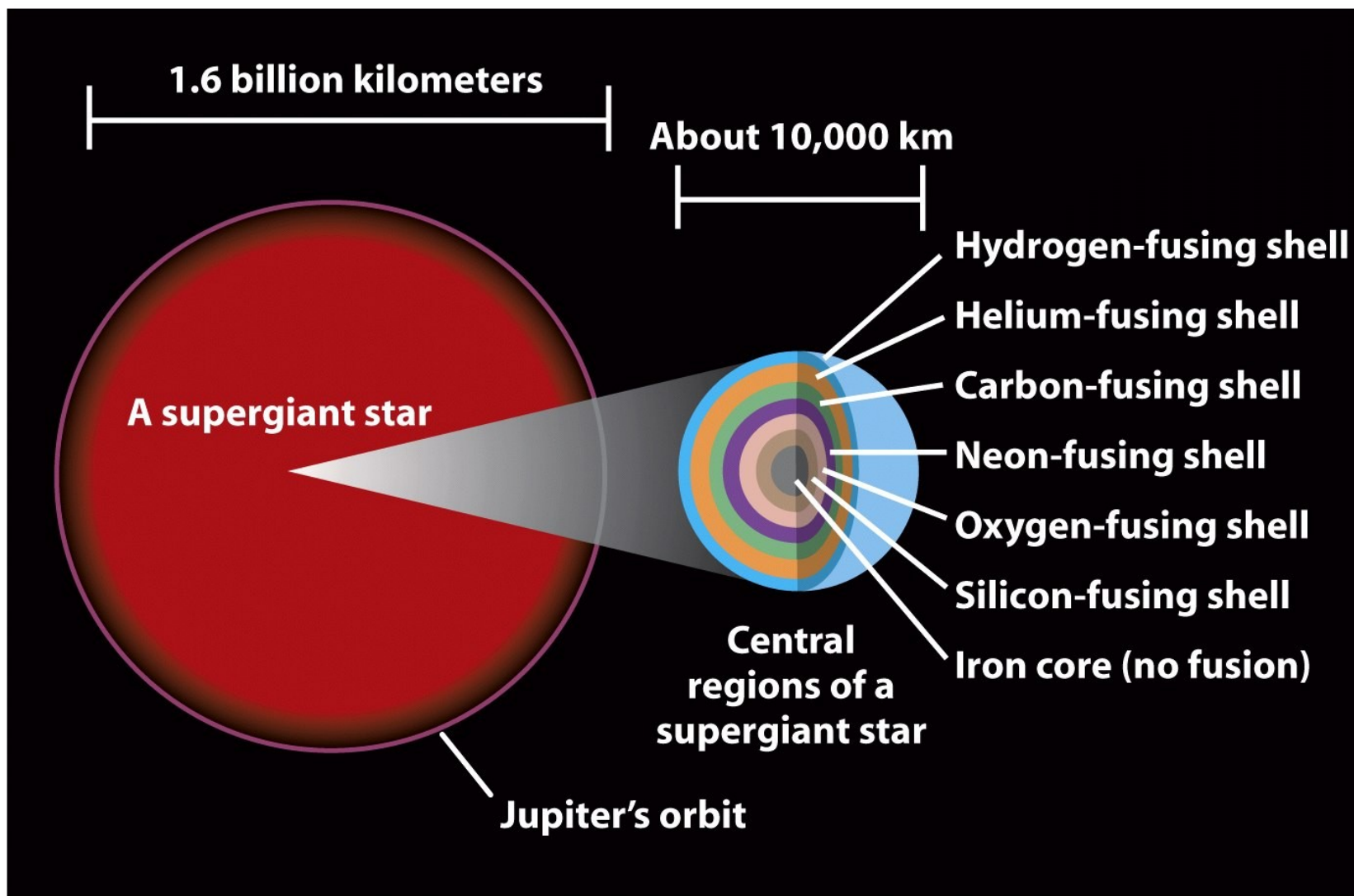


Figure 20-13

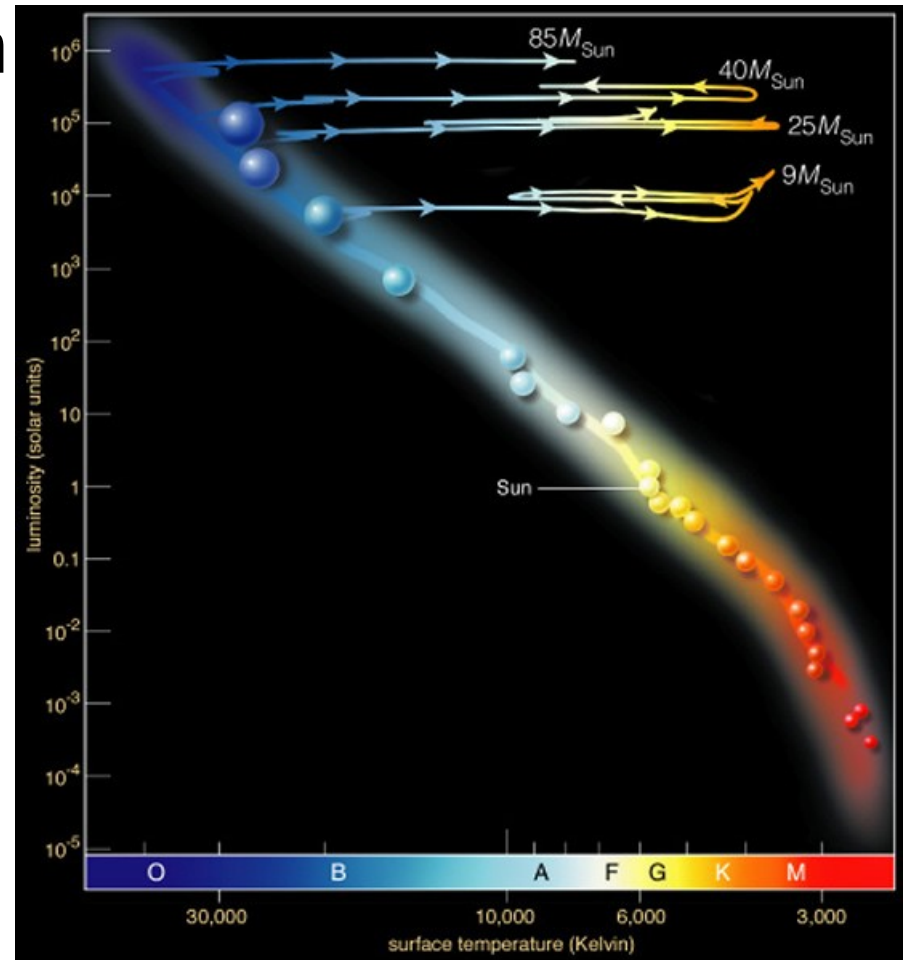
Universe, Eighth Edition

© 2008 W.H. Freeman and Company

Evolução Estelar

5ª fase (Estrela de Massa Alta)

Nesta fase, as estrelas fazem caminhos oscilatórios horizontais (mantendo a luminosidade ~constante) na região superior do diagrama HR, a região das **Supergigantes**.



Evolução Estelar

5ª fase (Estrela de Massa Alta)

Posição das Supergigantes
no diagrama
Hertzsprung-Russell.

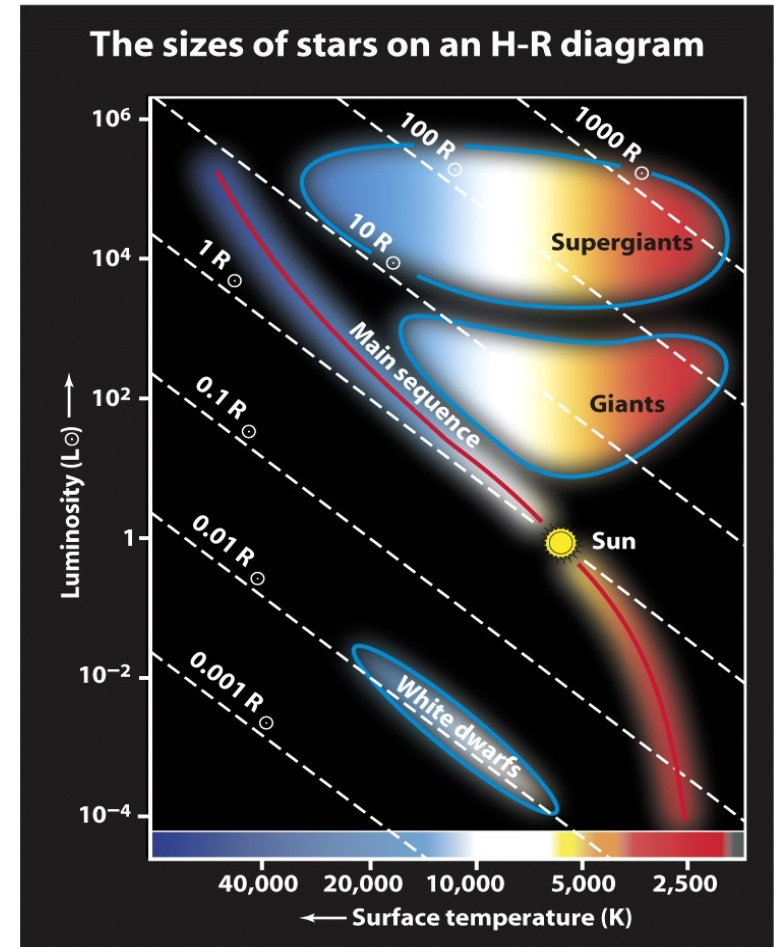


Figure 17-15b
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Evolução Estelar

A Morte de uma Estrela de Massa Alta

A **pressão** de degenerescência eletrônica no **caroço** de ferro **suporta** uma **massa máxima**.

Quando o **caroço ultrapassa** este limite, o que acontece quando a densidade central é de $\sim 5 \cdot 10^{12} \text{ kg/m}^3$, e a temperatura central, de $\sim 7 \cdot 10^9 \text{ K}$, o caroço **implode**, e o resto da **estrela explode** numa explosão gigantesca chamada **Supernova** (=> próxima aula).



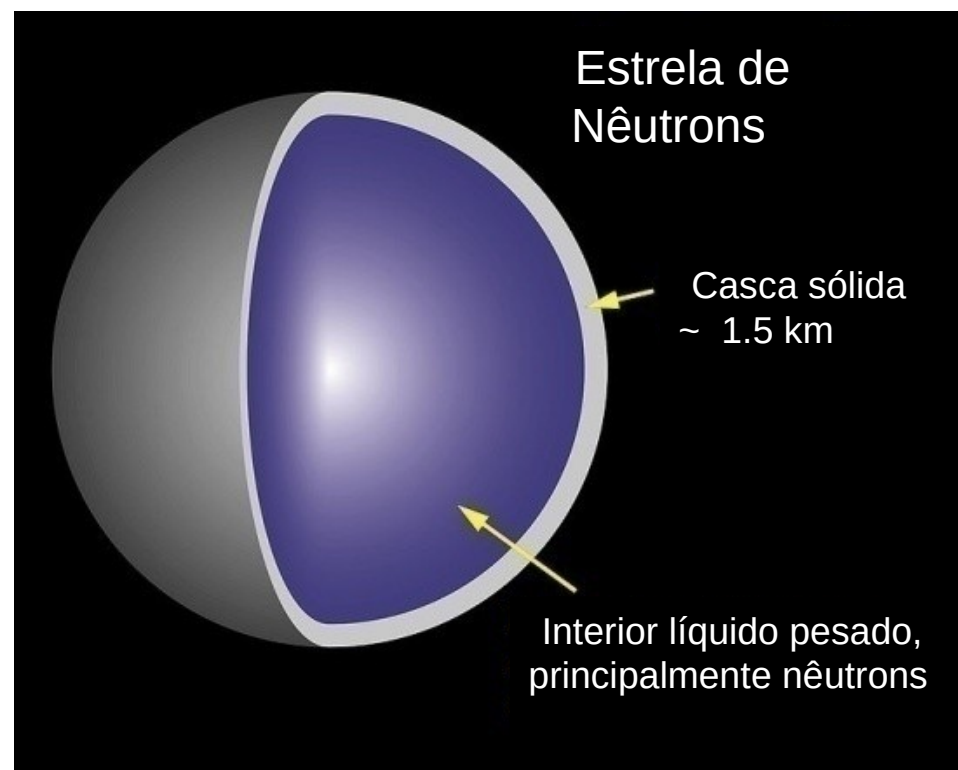
Remanescente de uma Supernova

Evolução Estelar

A Morte de uma Estrela de Massa Intermediária ou Alta

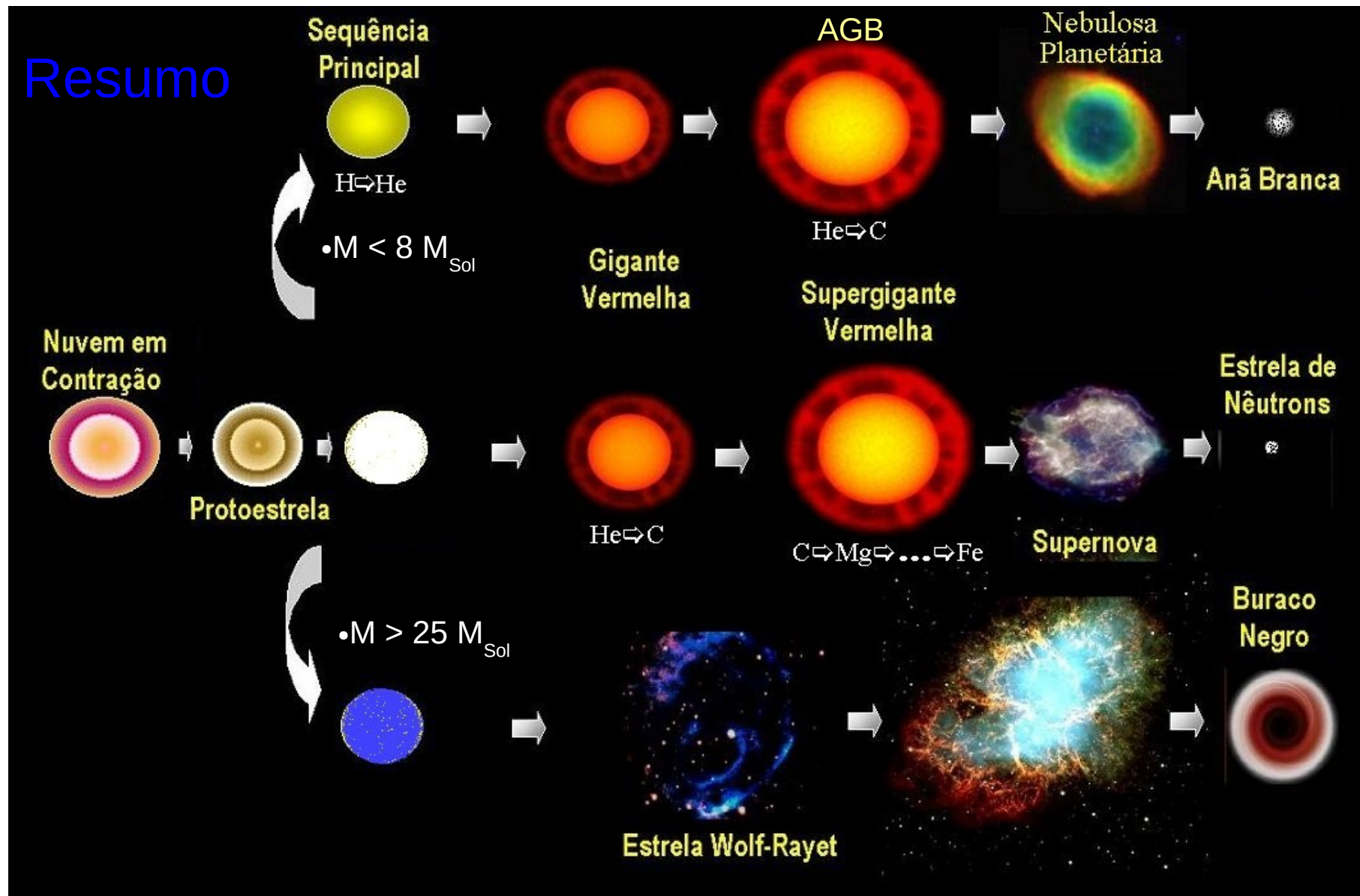
O caroço implodido vira:

No caso de estrelas de **massa** até uns $25 M_{\odot}$,
uma **Estrela de Nêutrons**,
um “núcleo de átomo gigante”
(=> próxima aula)



No caso de estrelas de **massa maior**:
um **Buraco Negro**? (=> Aula Relatividade)
ou nada?

Evolução Estelar



Evolução Estelar

Outro Resumo

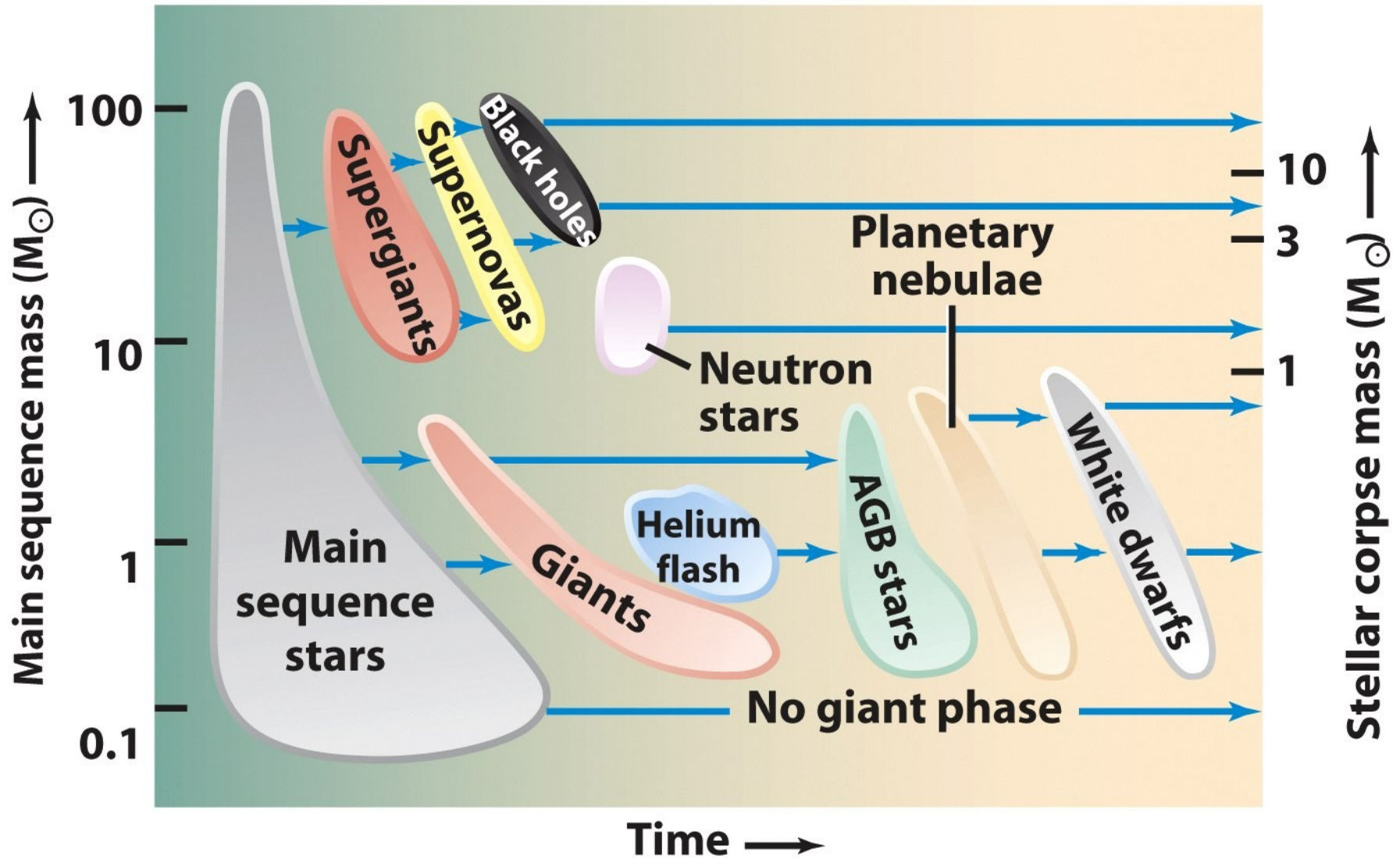
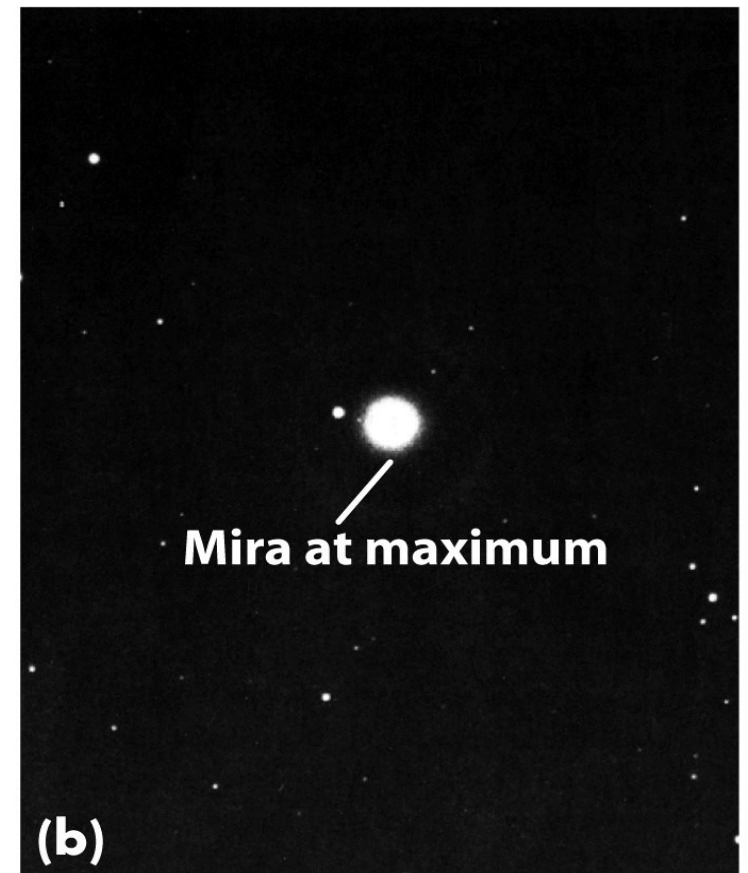


Figure 20-26a
Universe, Eighth Edition

Estrelas Variáveis

Classe de estrelas com **variabilidade intrínseca**: são **pulsantes** e suas propriedades como **luminosidade**, **raio** e **temperatura** variam **periodicamente**.

São **estrelas normais**, que em um dado período de sua vida passam por uma fase de **instabilidade**.



Exemplo: Mira é uma estrela variável de longo período

Estrelas Variáveis

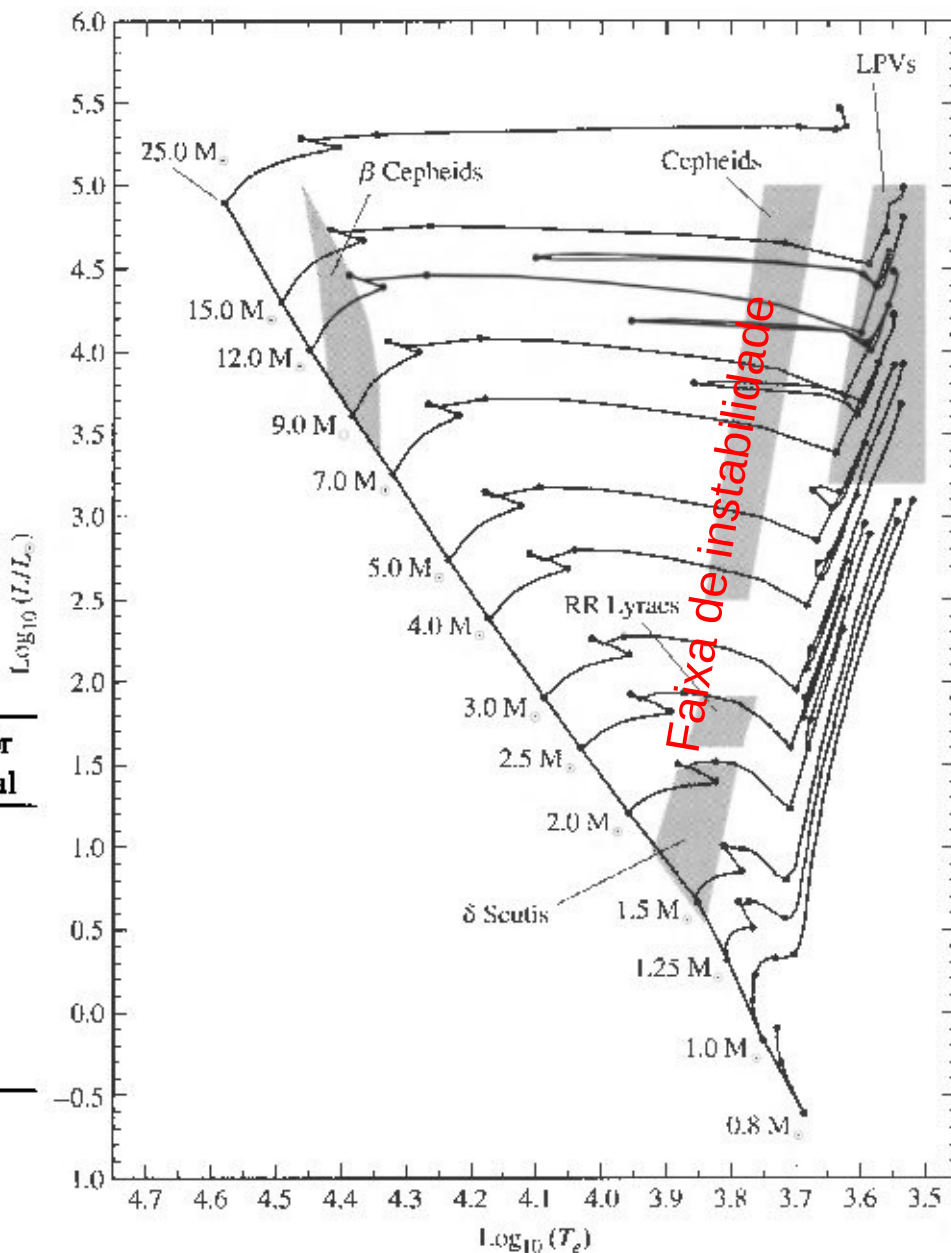
Existem vários tipos de estrelas variáveis, que diferem nos seus **períodos**, nos seus **modos de pulsação** (radial / não-radial), e outras propriedades.

Type	Range of Periods	Population Type	Radial or Nonradial
Long-Period Variables	100–700 days	I,II	R
Classical Cepheids	1–50 days	I	R
W Virginis stars	2–45 days	II	R
RR Lyrae stars	1.5–24 hours	II	R
δ Scuti stars	1–3 hours	I	R,NR
β Cephei stars	3–7 hours	I	R,NR
ZZ Ceti stars	100–1000 seconds	I	NR

Estrelas Variáveis

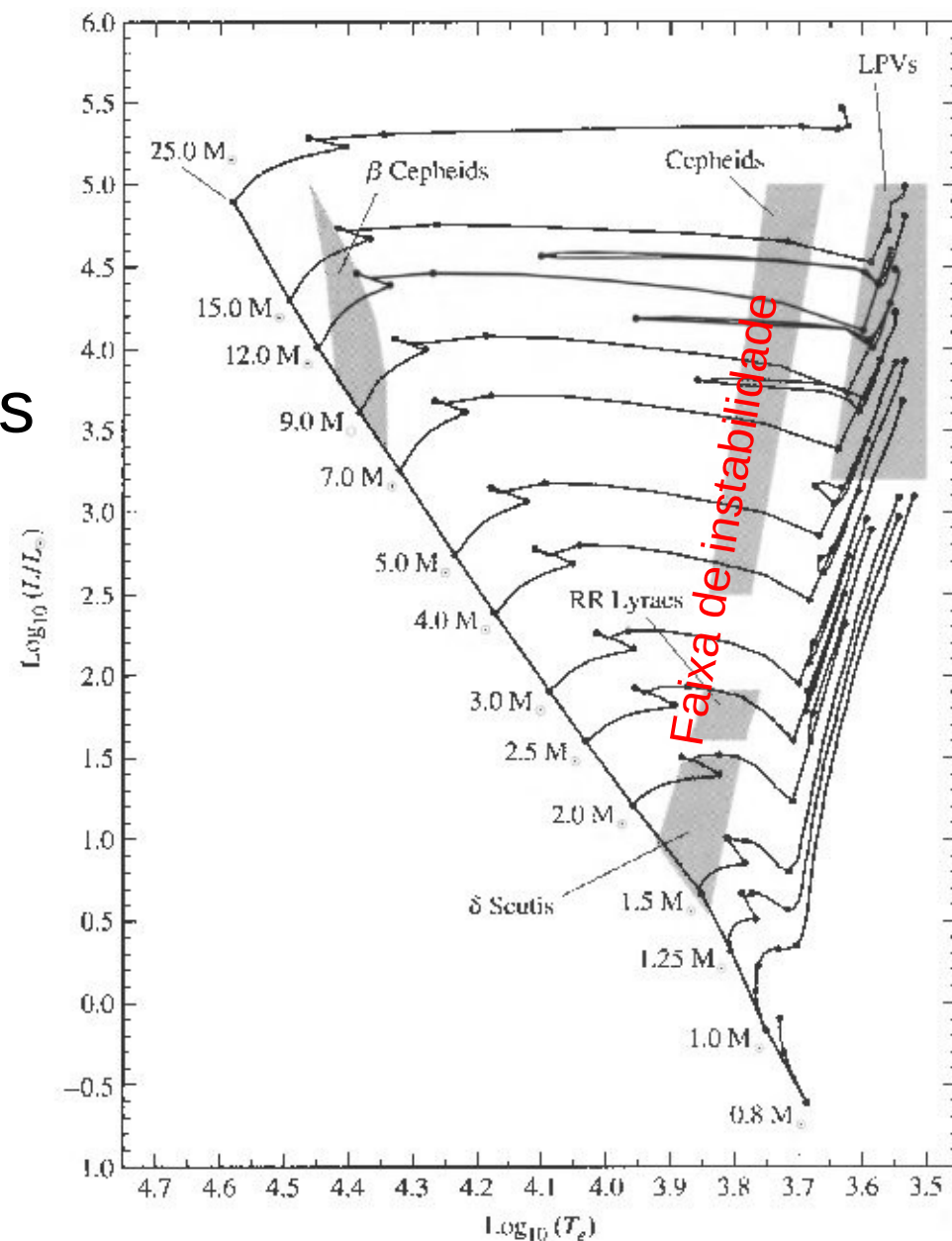
No **diagrama HR**, muitas variáveis se encontram numa região chamada **Faixa de Instabilidade**, mas algumas são encontradas em outras regiões do diagrama.

Type	Range of Periods	Population Type	Radial or Nonradial
Long-Period Variables	100–700 days	I,II	R
Classical Cepheids	1–50 days	I	R
W Virginis stars	2–45 days	II	R
RR Lyrae stars	1.5–24 hours	II	R
δ Scuti stars	1–3 hours	I	R,NR
β Cephei stars	3–7 hours	I	R,NR
ZZ Ceti stars	100–1000 seconds	I	NR



Estrelas Variáveis

Estrelas δ Scutis são estrelas da Sequência Principal ou Subgigantes na Faixa de Instabilidade, estrelas RR Lyra são estrelas do Ramo Horizontal atravessando a Faixa de Instabilidade, e Cefeidas, estrelas de massa mais alta na fase de queima de hélio atravessando a faixa, etc.



Estrelas Variáveis

Quando uma **variável** Cefeida ou RR Lyra **pulsa**, a **superfície** da estrela **oscila**

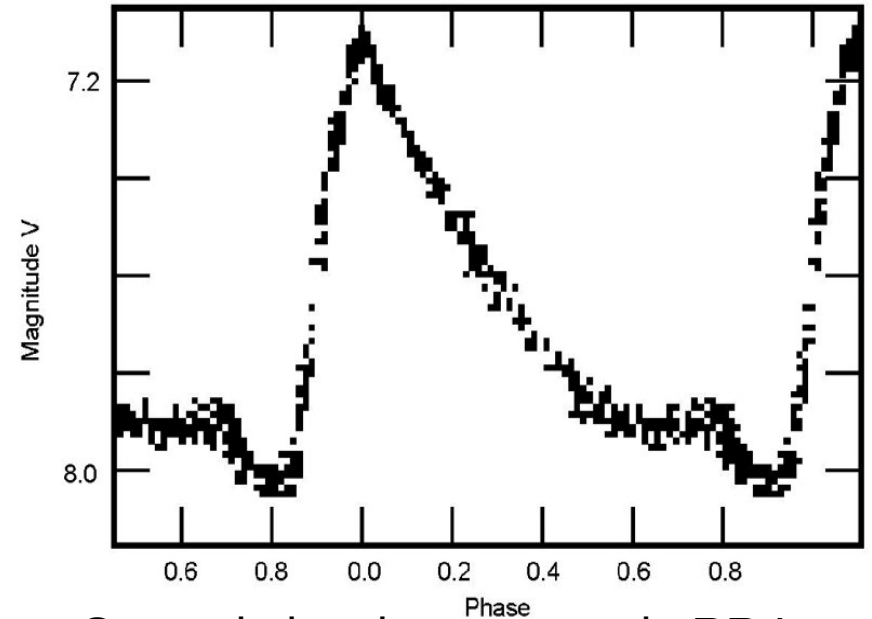
- **gás** dentro da estrela **esquenta e esfria** alternadamente

- **Oscilação** da **curva de luz**

- **Mudanças** no **tamanho** e **temperatura** superficial da estrela

- O mecanismo de oscilação foi explicado em 1941 por A. Eddington:

- **Ionização** e **recombinação** periódicas do **gás** nas **camadas** mais **externas** da estrela



Curva de luz de uma estrela RR Lyra

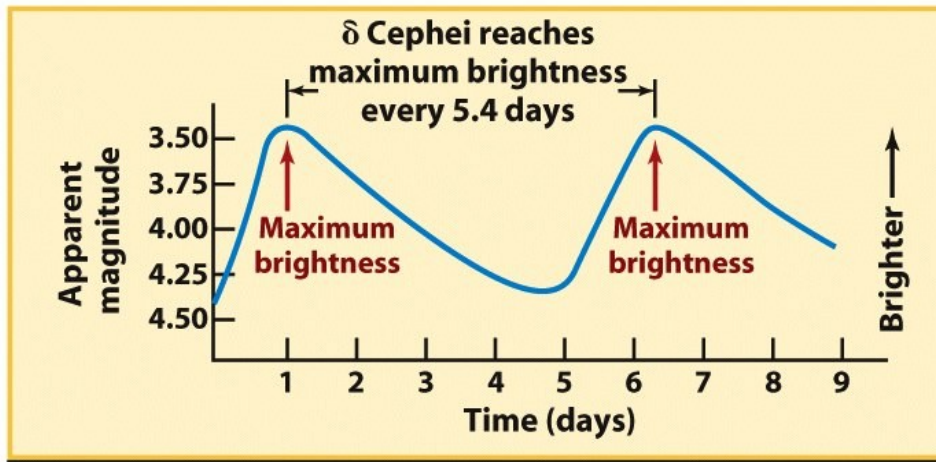
Estrelas Variáveis

Modelo: a estrela é mais **opaca** quando **comprimida** ou no seu **mínimo** de **expansão** (menor raio).

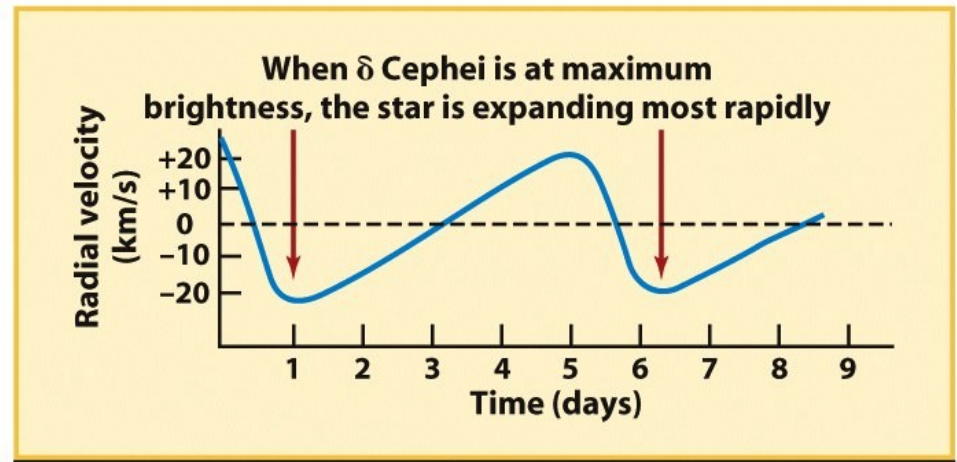
- Quando a estrela é **comprimida**, **fótons** empurram a superfície da estrela para **fora** até o ponto onde esta não é mais suportada pela **pressão** de **radiação**.
- Neste momento a superfície volta a **cair**, pela força da **gravitação**, para dentro da estrela e se completa um ciclo de pulsação para se iniciar o próximo.

Estrelas Variáveis

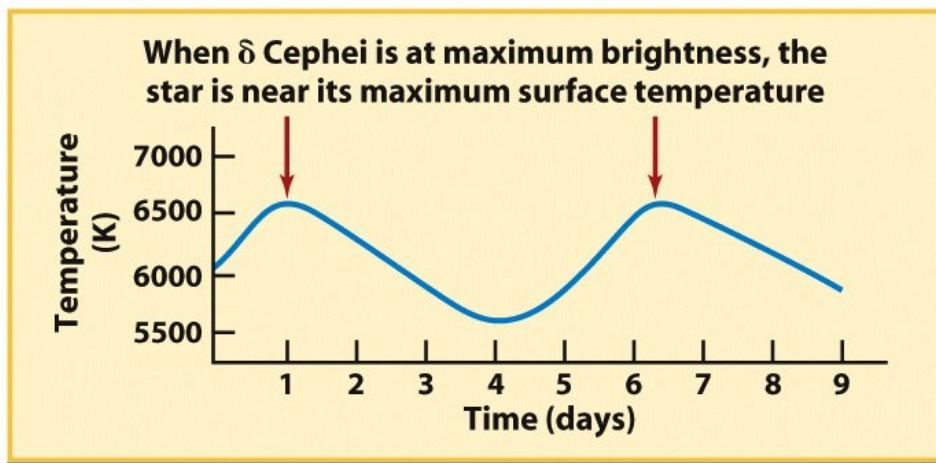
As Propriedades de Cefeidas em Função do Tempo



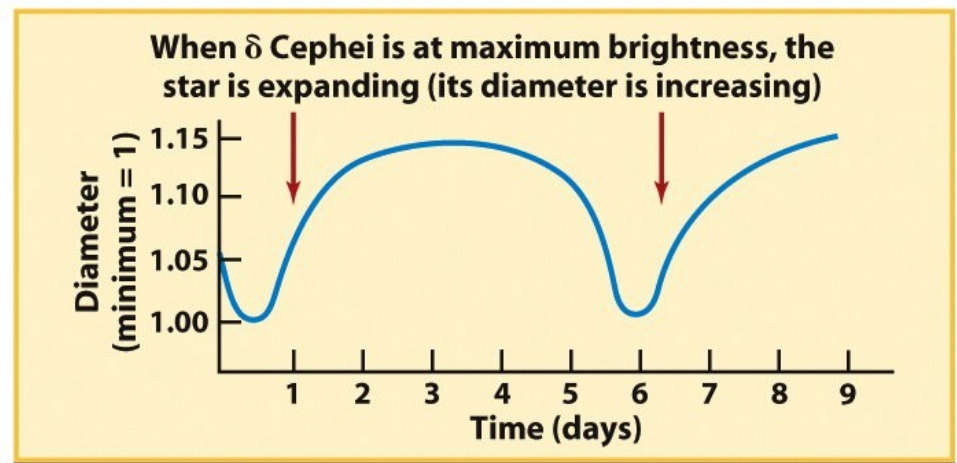
(a) The light curve of δ Cephei (a graph of brightness versus time)



(b) Radial velocity versus time for δ Cephei (positive: star is contracting; negative: star is expanding)



(c) Surface temperature versus time for δ Cephei



(d) Diameter versus time for δ Cephei

Estrelas Variáveis

Cefeidas: Relação período-luminosidade

O **período** de pulsação das Cefeidas é **proporcional** à sua **luminosidade intrínseca** (mediada sobre um período da oscilação; 1912, Henrietta Leavitt).

Existem dois tipos de Cefeidas:

- Cefeidas Clássicas” ou tipo I: ricas em metais
- “W Virginis” ou tipo II: pobres em metais

Os dois tipos têm diferentes relações período-luminosidade.

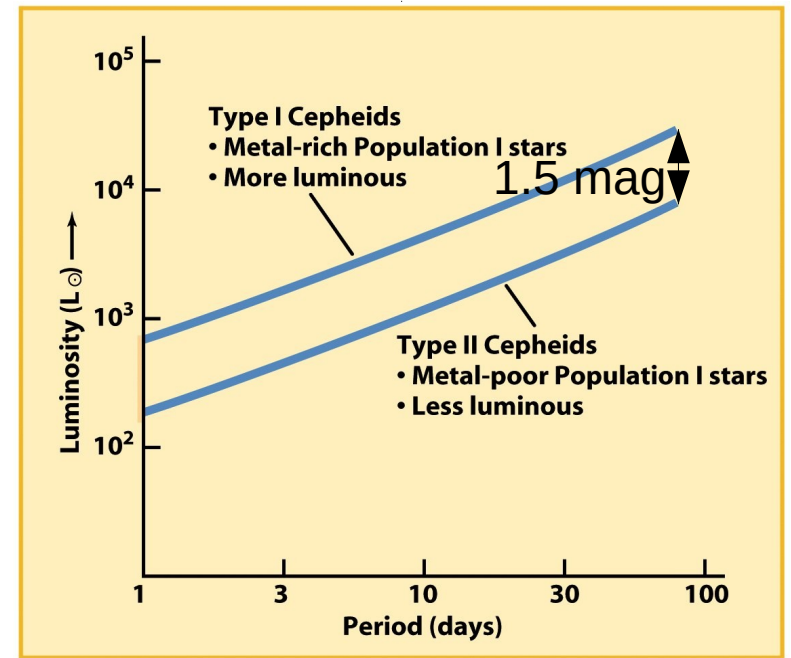


Figure 19-19
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

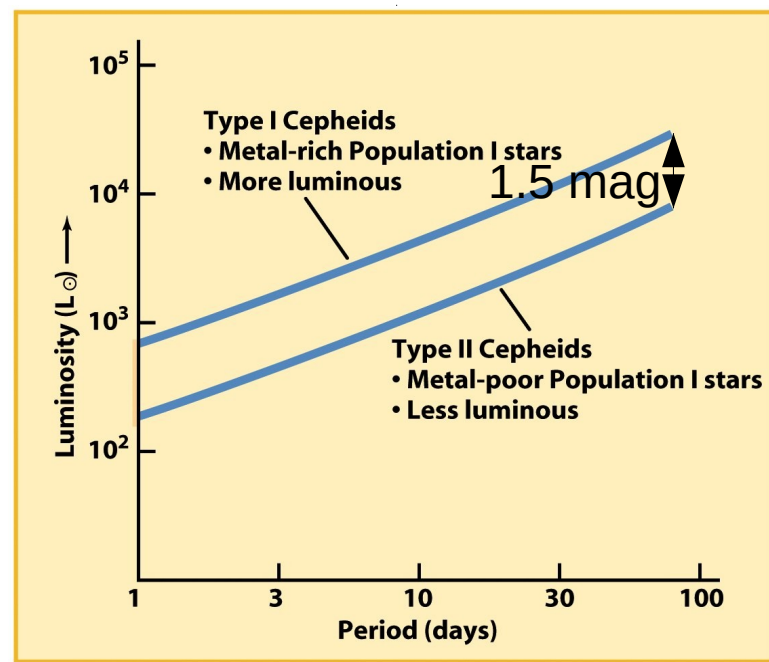
Estrelas Variáveis

Cefeidas: Relação período-luminosidade

Estas relações podem ser utilizadas para determinar a **distância**.

=> Medir a **abundância** de **metais** (usando linhas espectrais), e o **período**, obtemos a **luminosidade intrínseca**, e, então a magnitude absoluta

Um objeto, cuja luminosidade intrínseca / magnitude absoluta é conhecida, é chamada **vela padrão**.



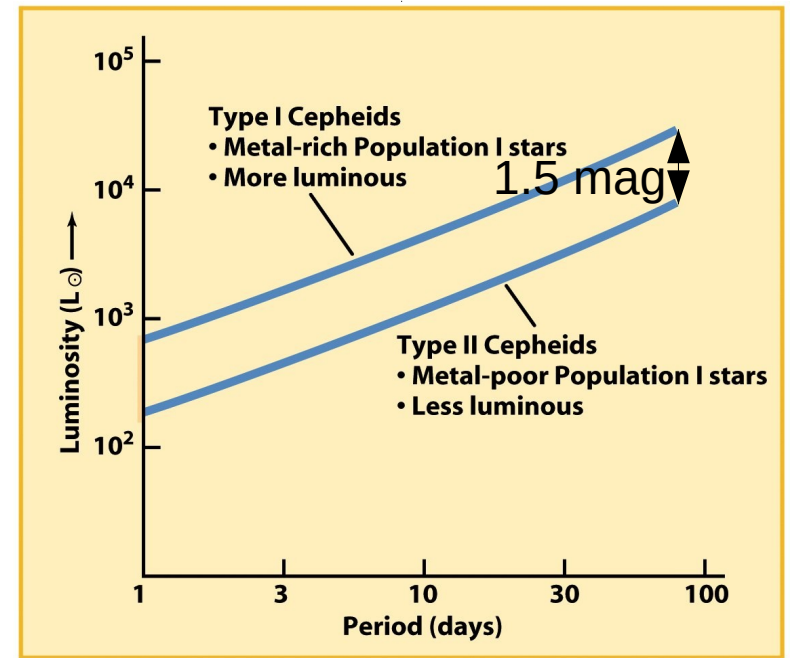
Estrelas Variáveis

Cefeidas: Relação período-luminosidade

Combinando esta magnitude absoluta com a **magnitude aparente** (também medida), obtemos o **módulo de distância**:

$$m - M = 5 \cdot \log_{10}(d/10 \text{ pc})$$

As distâncias até Cefeidas tiveram um papel importante na descoberta que o Universo consiste de mais que a Via Láctea (Edwin Hubble, 1923; => aula Galáxias).



Aglomerados Estelares

São conjuntos de estrelas **formadas juntas** no **colapso** de uma **nuvem de gás**, que se fragmentou (=> aula anterior).

Por isto, todas as estrelas têm a **mesma idade** e a **mesma composição química**.

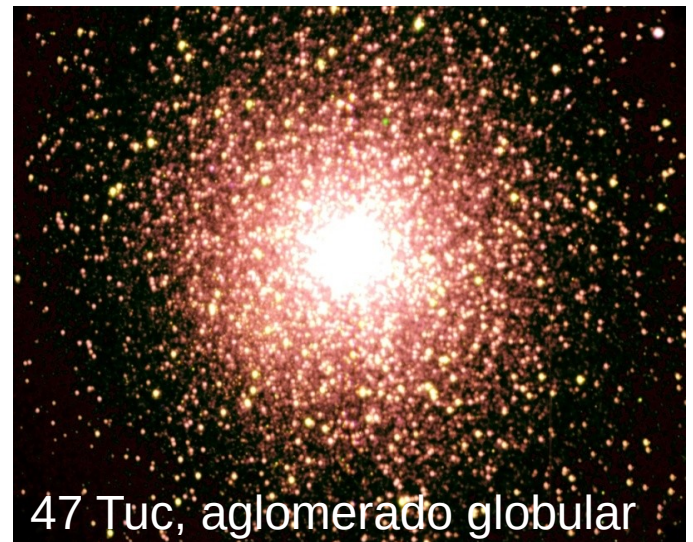
Na **Via Láctea**, distinguimos entre dois tipos, os

Aglomerados Abertos (\leq algumas milhares de estrelas, forma irregular) e **Aglomerados Globulares** (\sim algumas 100 000 estrelas, forma esférica).

Ouviremos mais sobre os dois tipos de aglomerados na aula sobre a Via Láctea.



Pleiades, aglomerado aberto

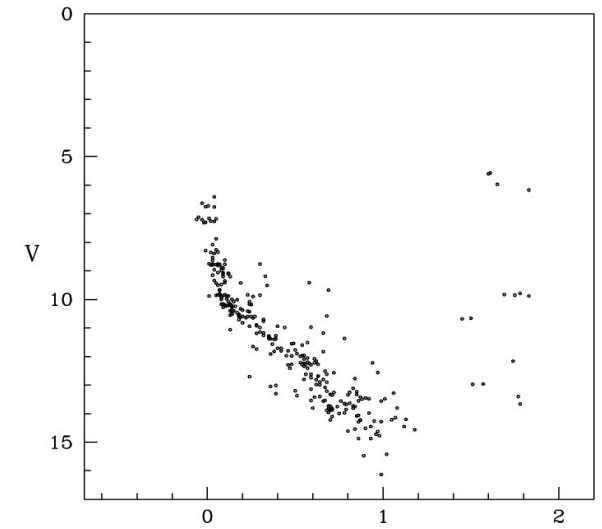


47 Tuc, aglomerado globular

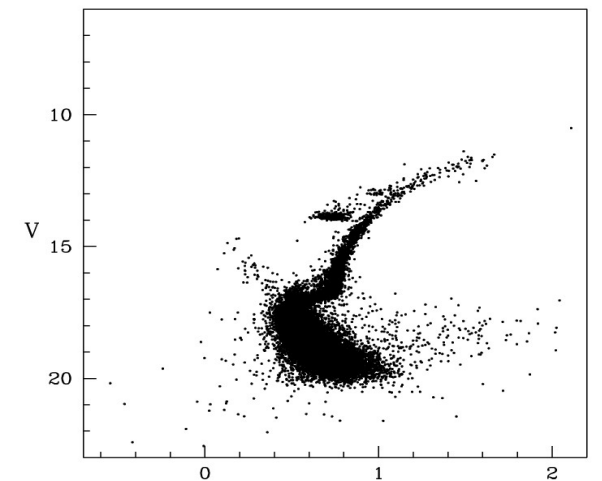
Aglomerados Estelares

O **diagrama Hertzsprung-Russell**, resp. o **diagrama cor-magnitude** de um **aglomerado** pode nos dar informação sobre a **idade** e, a segunda vista, sobre a **composição química** do aglomerado, e proporcionar testes à teoria de evolução estelar, já que:

- Estrelas de **massas diferentes** entram na **Sequência Principal** em **locais** e **tempos diferentes** (mas todas têm ~as mesmas idade e composição).
- Estrelas de **massas diferentes evoluem** em escalas de **tempo diferentes**.



CMD dos Pleiades



CMD de 47 Tuc

Aglomerados Estelares

A Evolução do diagrama HR de um Aglomerado

Após o colapso inicial da nuvem molecular, **estrelas de alta massa** chegam primeiro à **Sequência Principal**, evoluindo rapidamente.

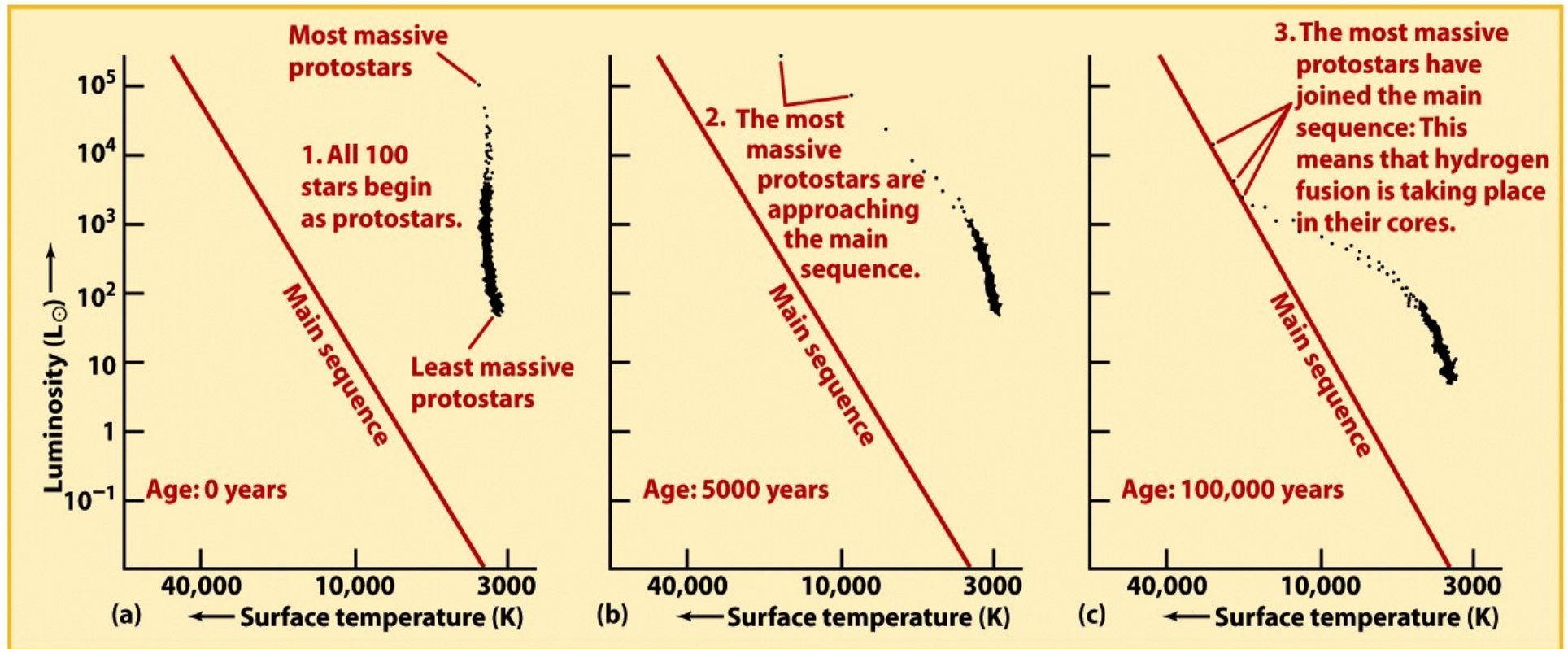


Figure 19-10 part 1

Universe, Eighth Edition

© 2008 W. H. Freeman and Company

Aglomerados Estelares

A Evolução do diagrama HR de um Aglomerado

A **Sequência Principal** vai se **enchendo** “de cima pra baixo”, e logo as **estrelas** de **massa** mais **alta** já **saem** da Sequência Principal para se tornarem **Gigantes Vermelhas**.

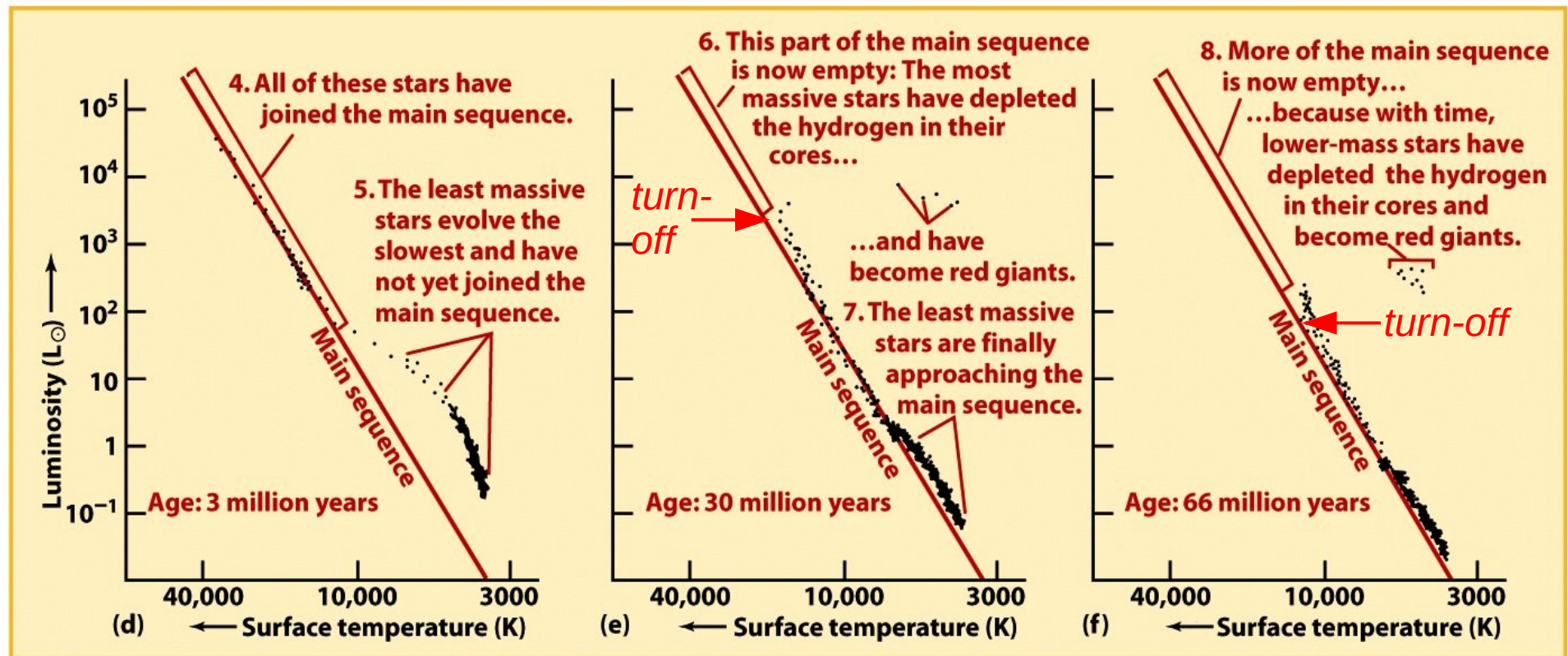


Figure 19-10 part 2

Universe, Eighth Edition

© 2008 W.H. Freeman and Company

Aglomerados Estelares

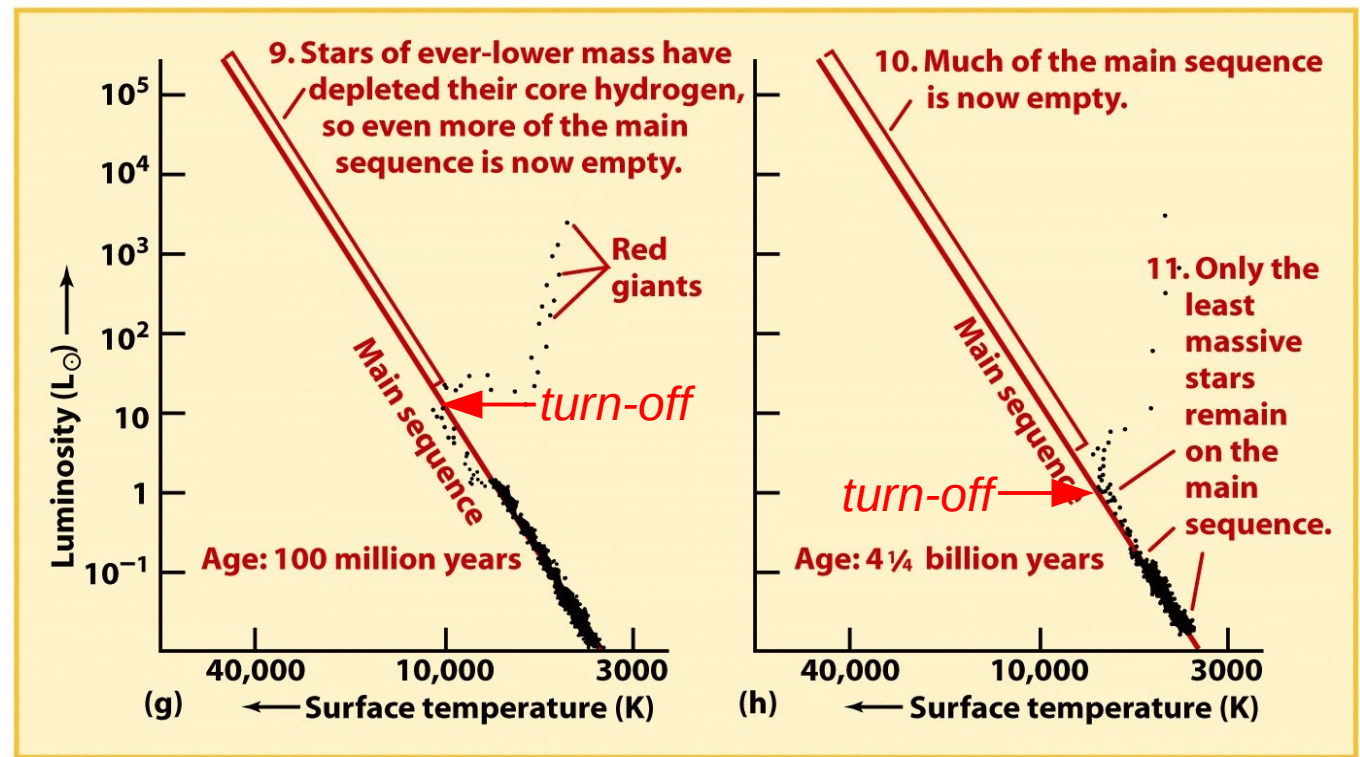
A Evolução do diagrama HR de um Aglomerado

Enquanto estrelas de **massas** cada vez **mais baixas** esgotam seu hidrogênio no núcleo, a **Sequência Principal** vai se **esvaziando** “de cima pra baixo”, e o ramo de **Gigantes Vermelhas** se **enchendo**.

O ponto, naquele as estrelas **começam a deixar** a **SP** é chamado **turn-off** e se **desloca pra baixo** com o tempo.

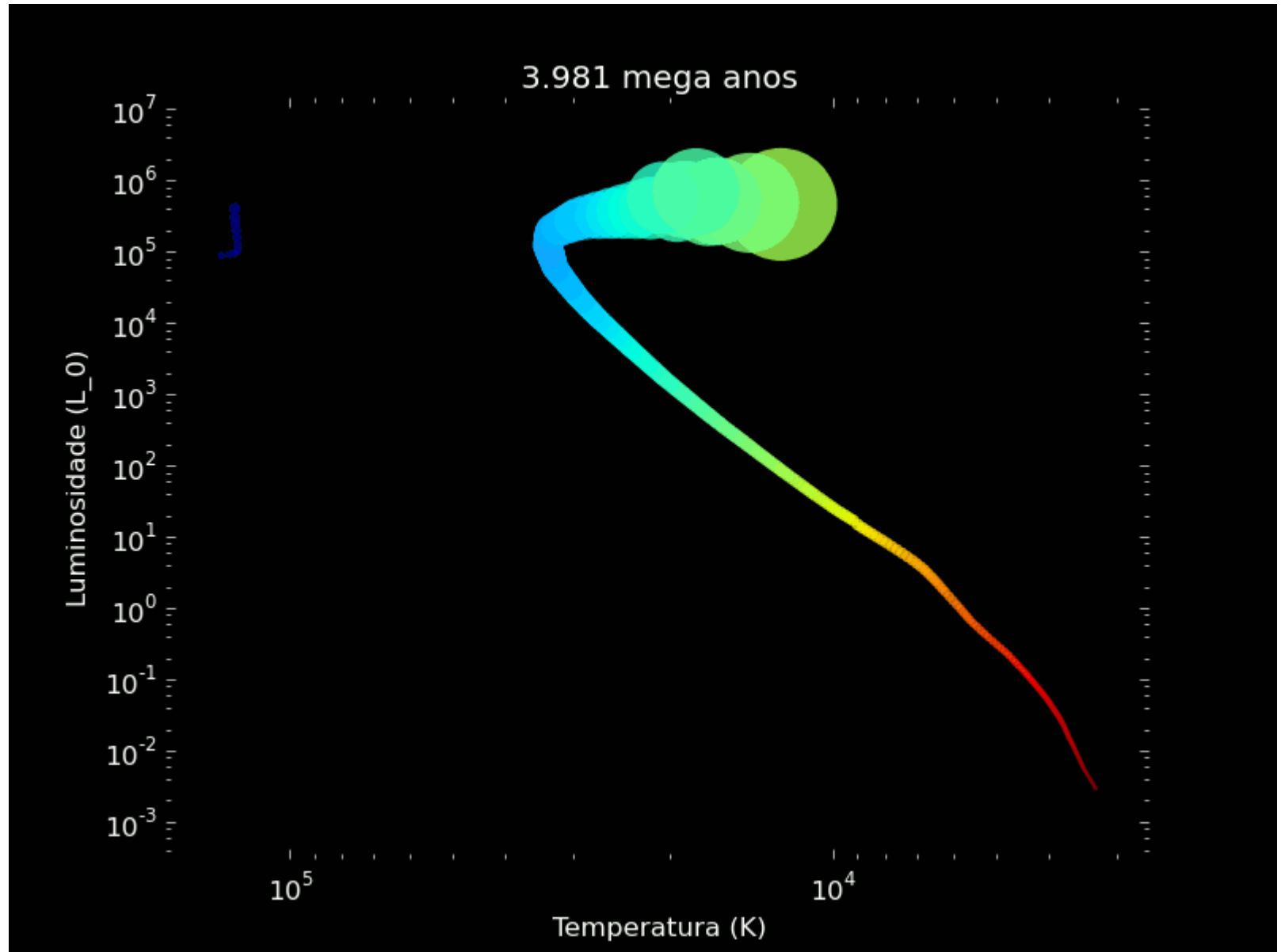
Os Ramos Horizontal e Assintótico

com o tempo também se enchem (não mostrado aqui)



Aglomerados Estelares

Animação da evolução do diagrama HR de um aglomerado estelar pelo aluno da UFABC **Arthur Julião** num projeto dirigido.

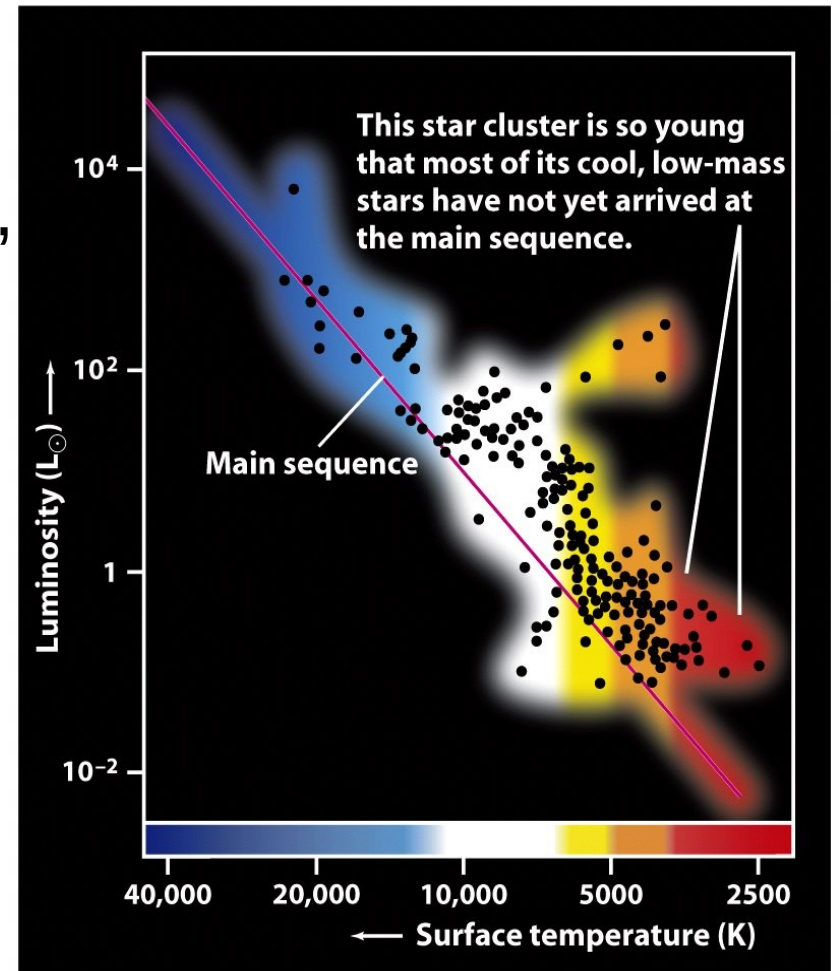


Aglomerados Estelares

A Evolução do diagrama HR de um Aglomerado

Agora conseguimos interpretar o diagrama HR/cor-magnitude de um aglomerado em formação,

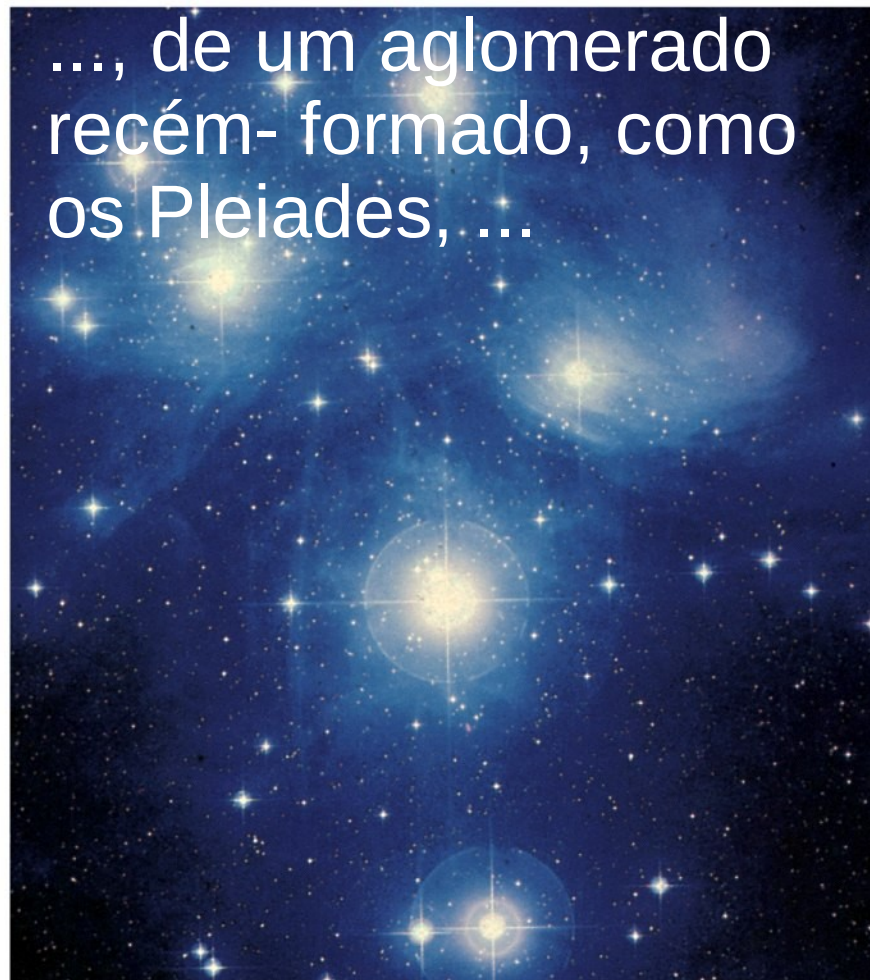
...



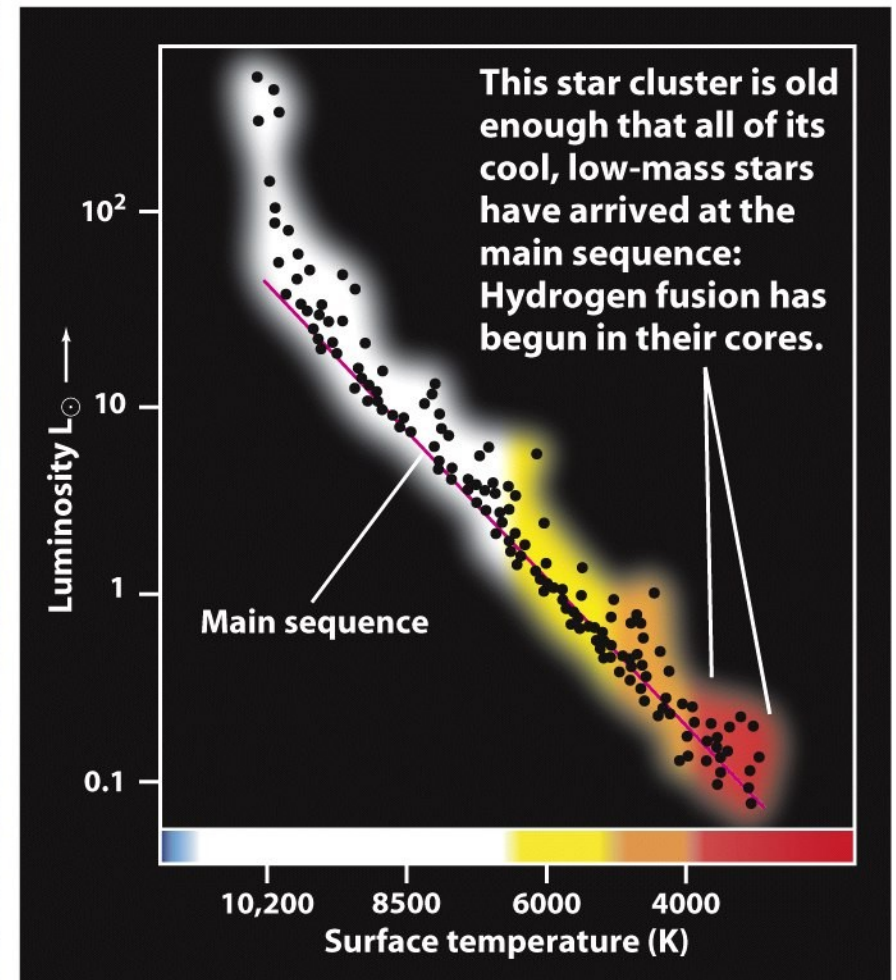
An H-R diagram of the stars in NGC 2264

Aglomerados Estelares

A Evolução do diagrama HR de um Aglomerado



(a) The Pleiades star cluster



(b) An H-R diagram of the stars in the Pleiades

Figure 18-19

Universe, Eighth Edition

© 2008 W. H. Freeman and Company

Aglomerados Estelares

A Evolução do diagrama HR de um Aglomerado

... e de um aglomerado mais velho, como 47 Tuc.

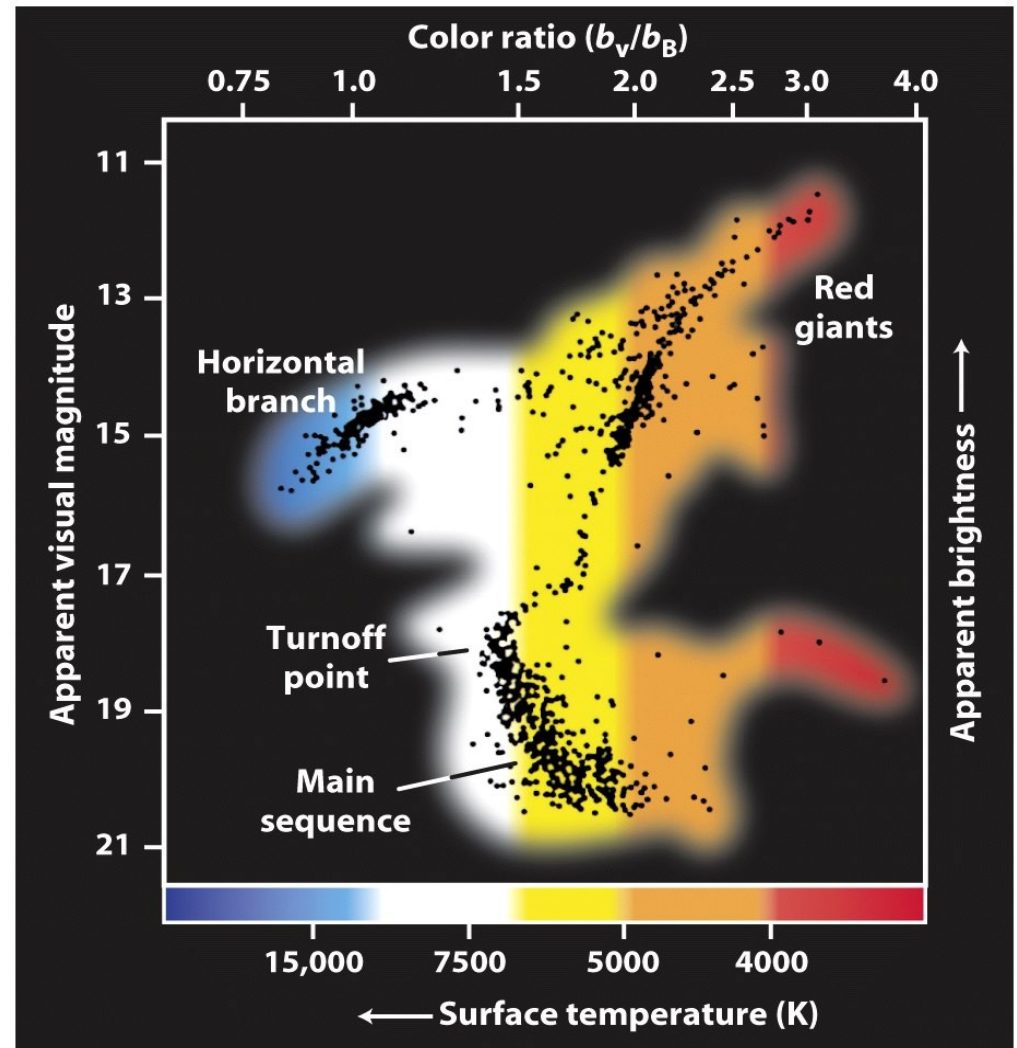
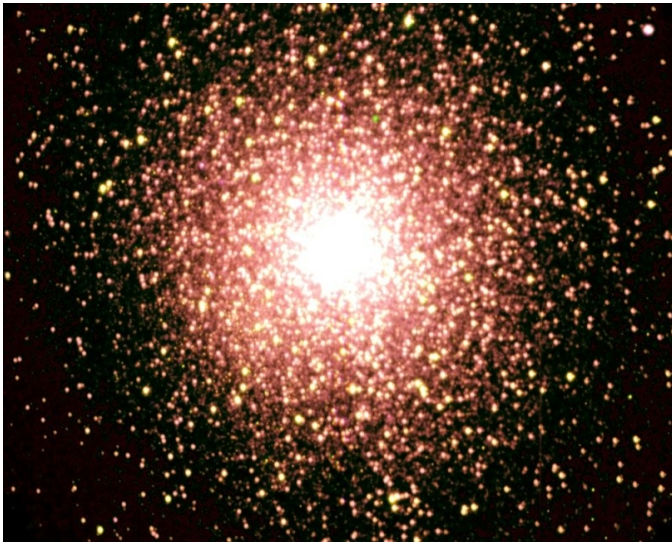


Figure 19-13
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Aglomerados Estelares

Determinação das Propriedades de um Aglomerado

Na prática começa-se **determinando o módulo de distância:**

Já que as dimensões do aglomerado são pequenas em relação à distância até nós, podemos supor que **todas as estrelas** se encontram na **mesma distância**.

=> o **módulo de distância** $m - M$ é o **mesmo** para todas as estrelas.

=> O **diagrama cor-magnitude aparente** é igual ao **diagrama cor-magnitude absoluta**, deslocado **verticalmente** pela **distância** $m - M$.

=> Construir o CMD com m e não M .

Aglomerados Estelares

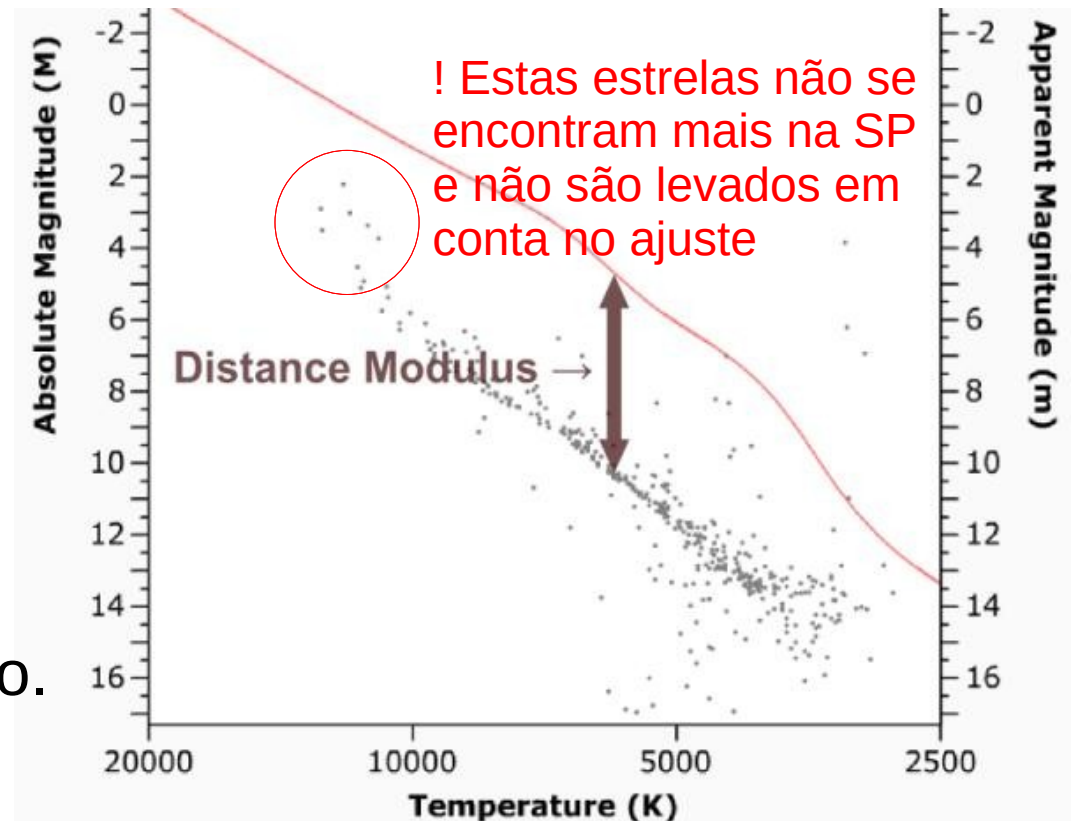
Determinação das Propriedades de um Aglomerado

Comparar a **Sequência Principal** do **CMD** do aglomerado com aquela **calibrada** em **magnitude absoluta**.

O **módulo de distância** do aglomerado é o deslocamento vertical entre os dois diagramas.
=> **Distância** até o aglomerado.

Este método é chamado **paralaxe espectroscópica** ou **ajuste da Sequência Principal**.

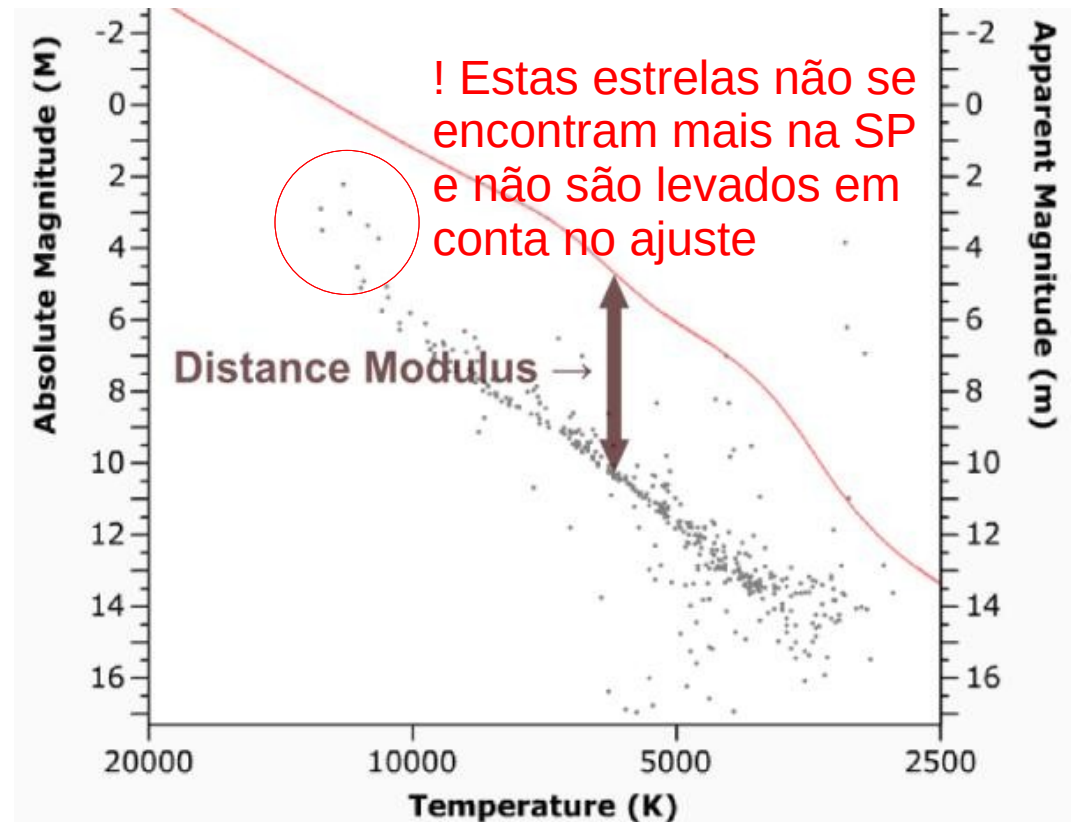
Na verdade, isto também é um método de vela padrão.



Aglomerados Estelares

Determinação das Propriedades de um Aglomerado

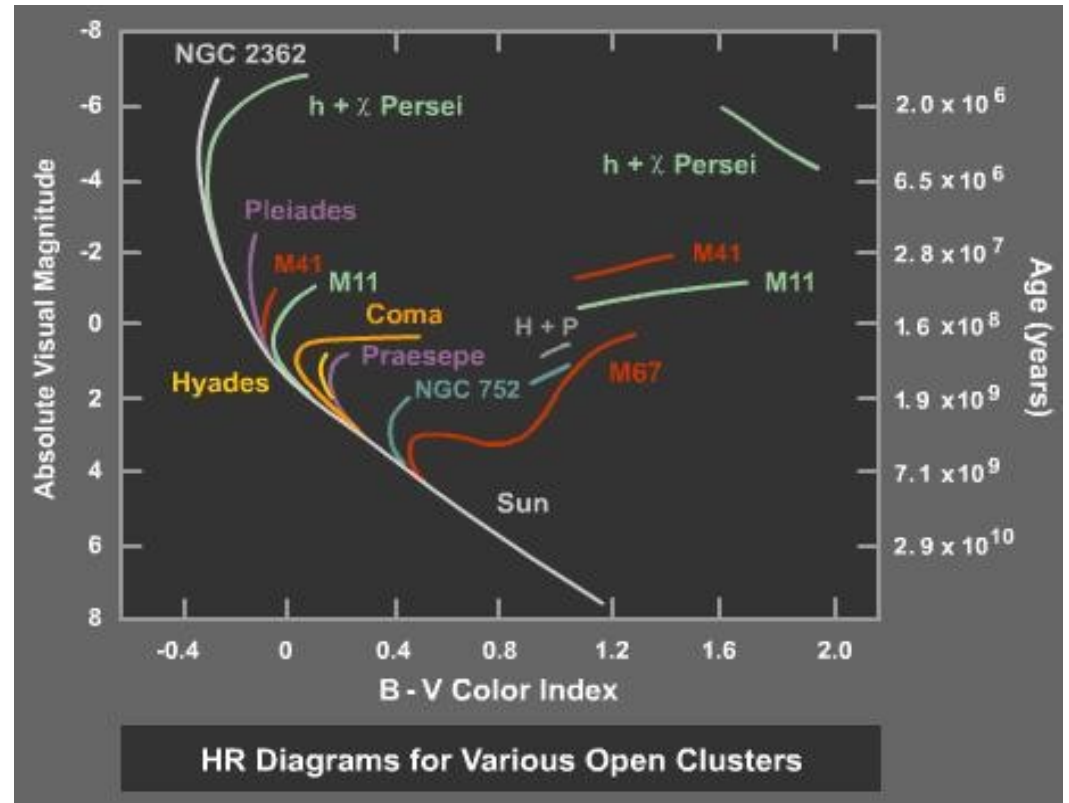
Junto com a distância conseguimos determinar a **composição química** ajustando a **forma** exata da Sequência Principal, já que esta varia com a metalicidade, e o **avermelhamento**.



Aglomerados Estelares

Determinação das Propriedades de um Aglomerado

Uma vez determinada a distância e construído o CMD absoluto deslocando o CMD aparente pelo módulo de distância, podemos **estimar a idade** do aglomerado pela **localização** do ponto de *turn-off*.



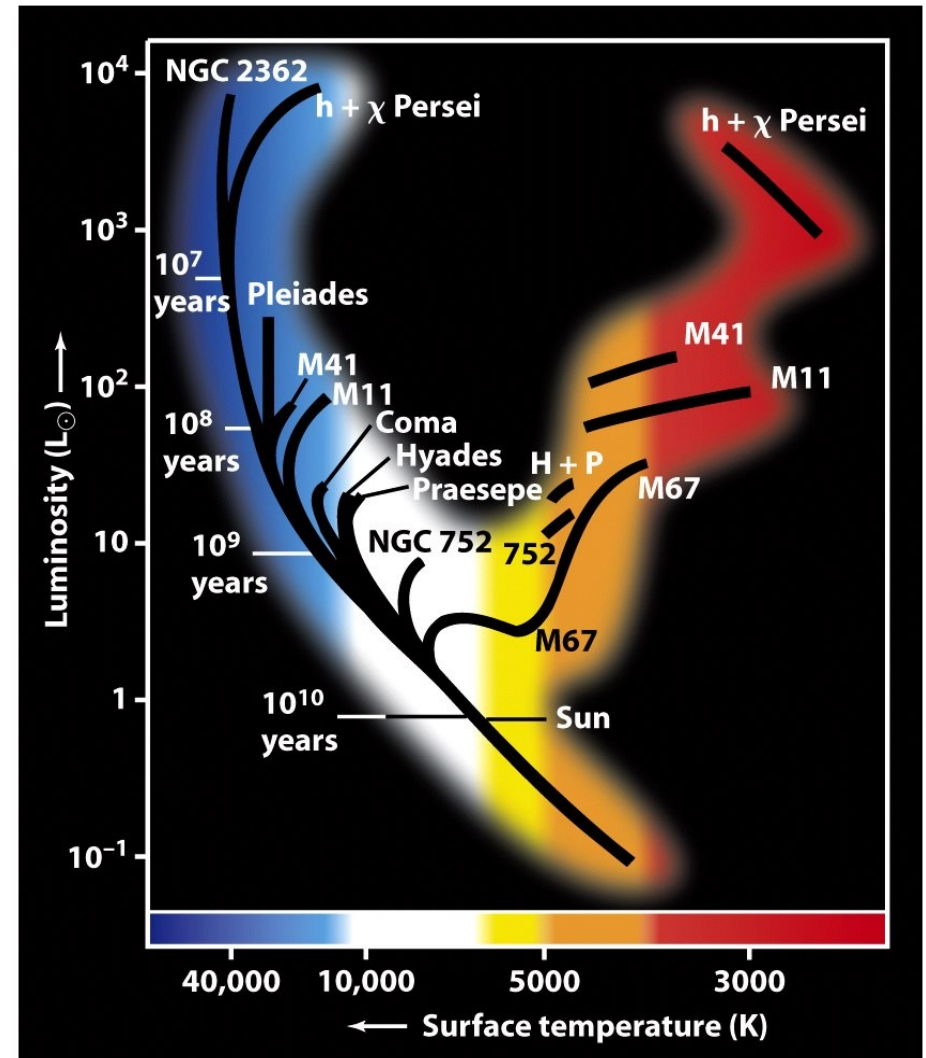
=> **Determinamos** as distâncias, idades e composições químicas de aglomerados estelares.

Aglomerados Estelares

Determinação das Propriedades de um Aglomerado

Aglomerados Estelares
nos forneceram:

- **Idades** de **estrelas**
- A **idade** da **Via Láctea**
- **Idades** de outras **galáxias** com aglomerados observáveis
- Um **limite mínimo** para a **idade** do **Universo**.



Mesma coisa no diagrama HR teórico



Universidade Federal do ABC

Noções de Astronomia e Cosmologia

FIM PRA HOJE

