

Matéria no meio inter-estelar

Composição: átomos, moléculas e “poeira”.

Em termos de massa: 74% H e H₂, 25% He, 1% metais (o que não é Hidrogênio ou Hélio)

Em termos de partículas: 90% H e H₂, 9% He, 1% metais.

Poeira: moléculas (incluindo orgânicas) de 5 – 300 nm.

Difícil detecção no óptico → infra-vermelho e rádio (CO é “fácil” de detectar em microondas. H₂, 10 mil vezes mais abundante, é difícil). ~10% da massa da galáxia está na matéria do meio inter-estelar.

Quando em “alta” densidade ($10^2 - 10^4$ partículas/cm³), são visíveis no óptico: **nebulosas**

Nebulosas de reflexão: geralmente “**azuis**” (espalhamento Rayleigh e Mie por partículas polarizáveis)

Nebulosas de emissão: “**vermelhas**” (recombinação – linha H α ; estrelas de alta temperatura)

Nebulosas escuras (ou de absorção): muito densas com acentuada **extinção e avermelhamento inter-estelar**.

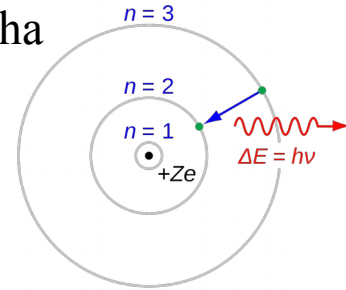
Nebulosa planetária: estágio final da evolução de estrelas menos massivas

Remanescente de super-nova: estágio final da evolução de estrelas muito massivas

Matéria no meio inter-estelar



Relembrando a linha
H α : 656.28 nm



Nebulosas de emissão são também denominadas de **regiões H II** (H ionizado, em oposição ao H neutro denominado H I). Estrelas tipo O e B emitem muita radiação UV ionizando átomos até 30 anos-luz de distância.

Essas nebulosas **difusas** geralmente fazem parte de uma única estrutura maior de gás e poeira denominada **nuvem molecular gigante** que pode conter de 100 mil – 2 milhões de massas solares e ter extensões de 15 – 600 anos-luz. Estima-se que existam 6 mil nuvens moleculares gigantes em nossa galáxia.

Na figura acima, pode-se notar ainda os efeitos de **extinção e avermelhamento estelar**.

Formação Estelar

Estrelas são formadas da condensação de “pequenos” fragmentos da nuvem molecular (**instabilidade de Jeans**) que podem acontecer quando da colisão da nuvem molecular com (a) outra nuvem molecular, (b) com um remanente de super-nova, ou (c) com o vento e radiação de estrelas massivas.



Nebulosa da Roseta em Monoceros

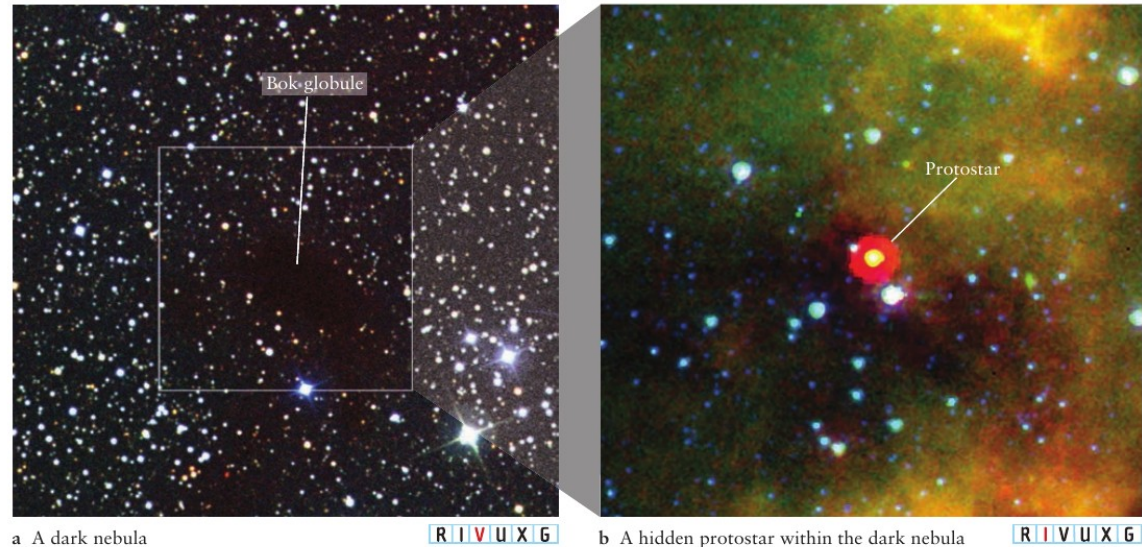


FIGURE 12-9 Protostar in a Bok Globule (a) This visible-light image shows a small dark nebula (equivalently, a Bok globule) called L1014 located in the constellation Cygnus. (b) When

viewed in the infrared, a protostar is visible within the nebula. (a and b: NASA/JPL-Caltech/N. Evans [Univ. of Texas at Austin]/DSS)

Glóbulos de Bok no visível e no infra-vermelho. De 100 – 1000 (~2 – 50 massas solares ~ 1 ano-luz) se formam numa nuvem molecular gigante: aglomerado aberto de estrelas

Formação Estelar

Associação OB: detalhes de como é a dinâmica de formação estelar no caso (c): colisão da nuvem molecular gigante com o vento e radiação de estrelas massivas

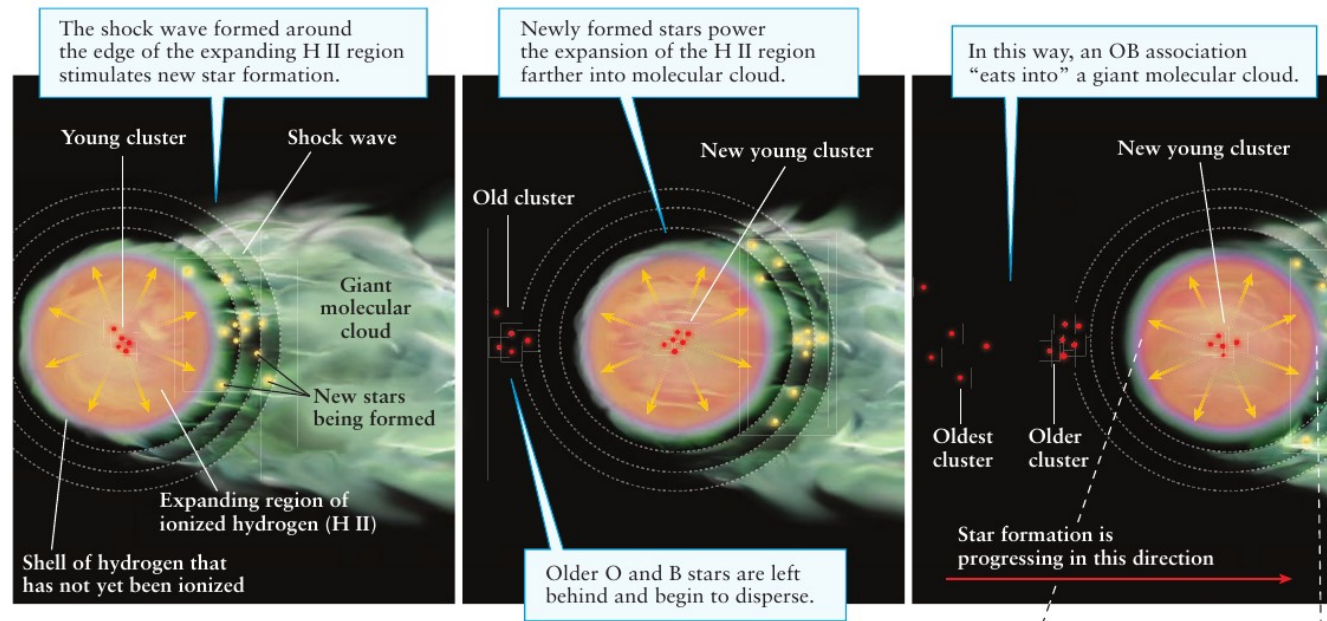
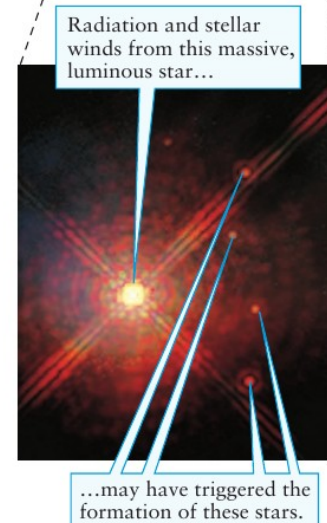
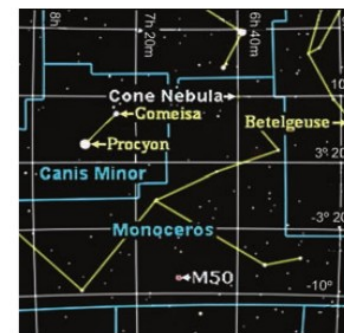


FIGURE 12-18 The Evolution of an OB Association High-speed particles and ultraviolet radiation from young O and B stars produce a shock wave that compresses gas farther into the molecular cloud, stimulating new star formation deeper in the cloud. Meanwhile, older stars are left behind. (Inset) Stars forming around a massive star 2500 ly (770 pc) away in the constellation Monoceros’s Cone Nebula. The stars (small dots on the right side of the inset) arrayed around the bright, massive central star are believed to have formed as a result of the central star compressing surrounding gas with high-speed particles and radiation. The younger stars are just 0.04–0.08 light-years from the central star. (R. Thompson, M. Rieke, and G. Schneider [Univ. Arizona], NASA)



Formação Estelar

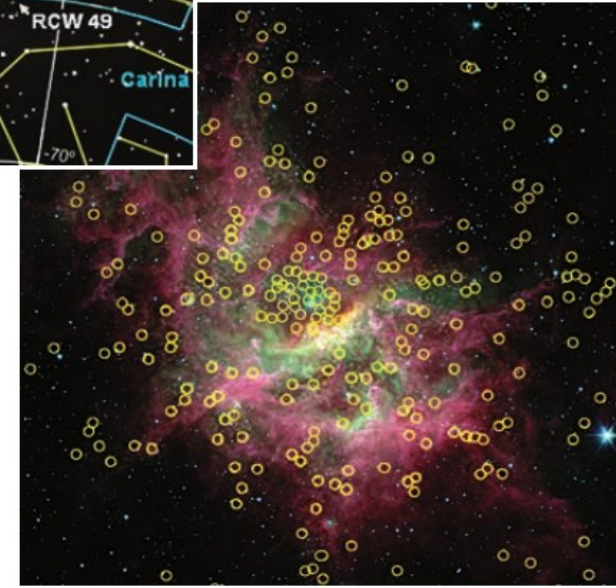
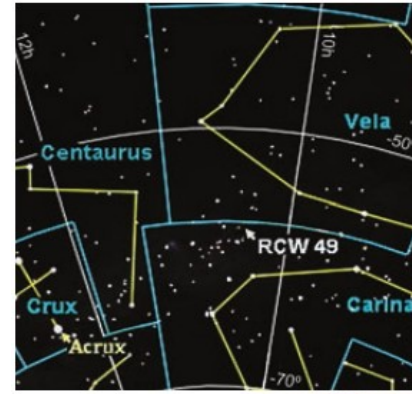
Após a fragmentação → **acrecção de massa**. As camadas mais internas se condensam primeiramente, criando uma “caverna” no glóbulo de Bok.

A massa resultante do astro depende da **temperatura e densidade** do meio inter-estelar.

O **momento angular** também é importante. Se ~ 0 → único astro isolado. Caso contrário, disco → vários astros. (2 ou 3 estrelas; 1 estrela + planetas; etc.) Também aumenta a fragmentação da nuvem molecular.

Durante a acreção, a proto-estrela emite muita energia (mecanismo de **Kelvin-Helmholtz**; apesar de não ser muito quente, a superfície ainda é muito grande; Stefan-Boltzman $P = \sigma AT^4$). A radiação emitida não é visível por causa das camadas mais externas de gás e poeira da **nebulosa solar**.

<https://apod.nasa.gov/apod/ap210623.html>



R I V U X G

FIGURE 12-10 A Cluster of Protostars More than 300 protostars (yellow circles) were observed in the infrared by the Spitzer Space Telescope. This cluster of newly forming stars is 13,700 light-years away in the constellation Centaurus. The nebula, some of whose gas is being converted into stars, is called RCW 49 and contains more than 2200 stars and protostars. Most of the interior of this nebula is hidden from our eyes by the dust it contains. (NASA/JPL-Caltech/E. Churchwell, University of Wisconsin)

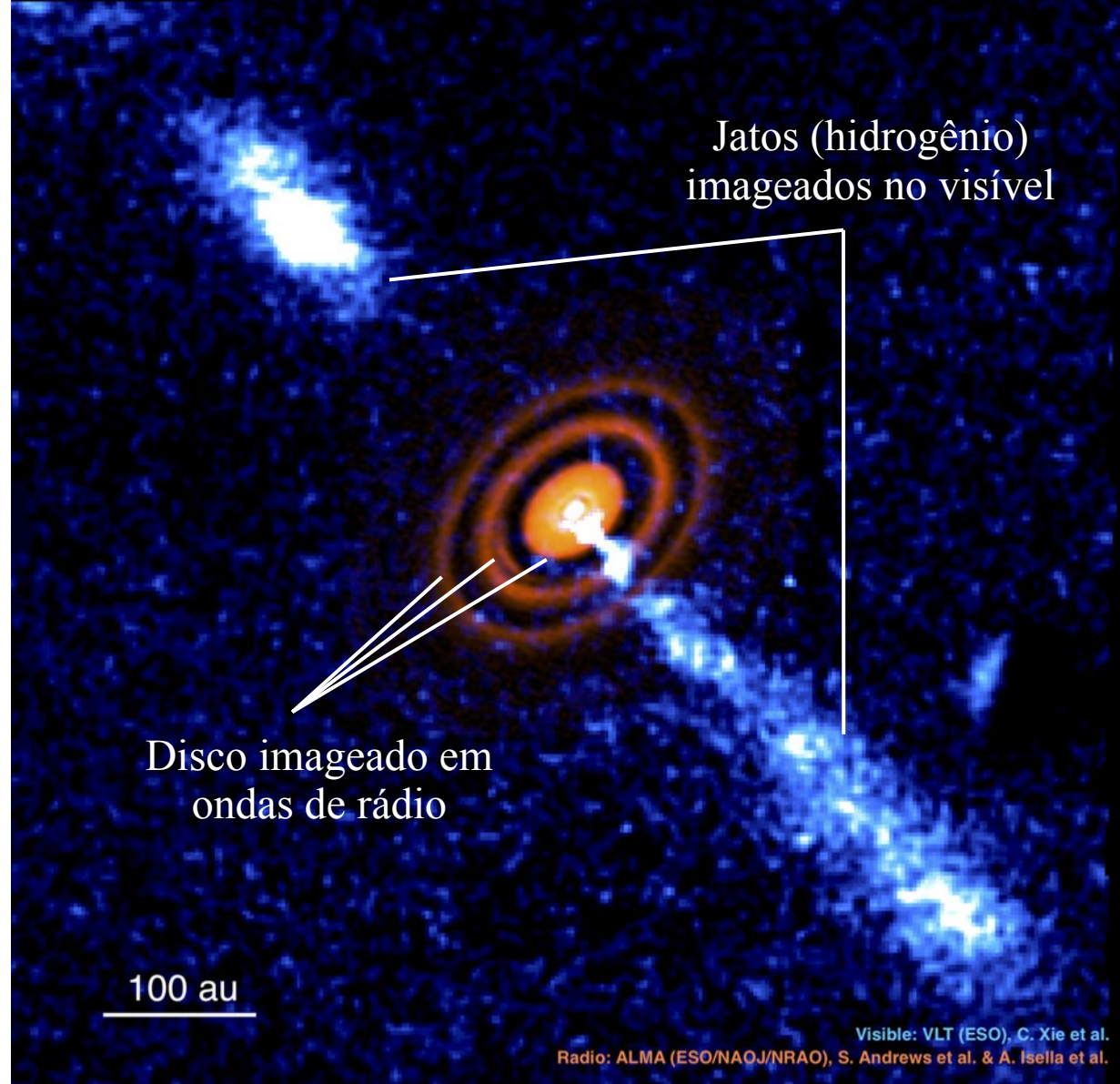
Formação Estelar

Comumente **jatos** perpendiculares são observados. (Proto-estrelas tipo T Tauri.)

Como são formados ainda é tema de pesquisa. Uma hipótese é que eles são formados, em parte, pelo campo magnético do disco.

Qual o papel desses jatos na diminuição da temperatura e condensação dos gases?

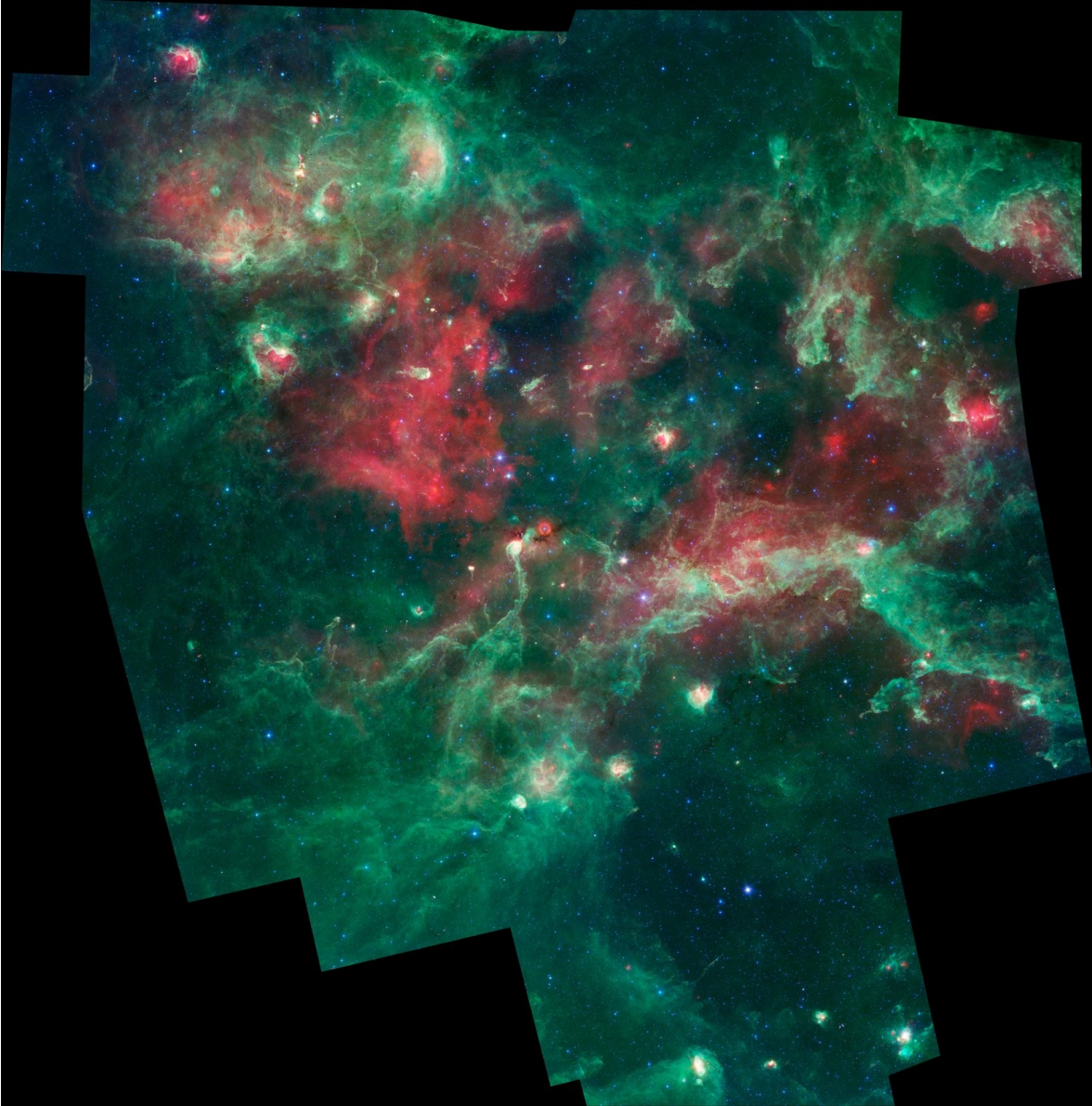
Após o estágio de rápida contração, a proto-estrela (agora na **pré-sequência principal**) continua a contrair de maneira lenta até atingir temperaturas internas $\sim 10^7$ K e iniciar reações nucleares. A partir desse momento, diz-se que ela é uma estrela da **sequência principal**.



Formação Estelar

Cygnus X (na constelação do Cisne) a ~ 4.500 anos-luz de distância (visto pelo telescópio espacial Spitzer em infravermelho, ao lado) é uma das regiões mais ativas em formação de estrelas na nossa galáxia: “berçário” de estrelas.

Estima-se a massa total em ~ 3 milhões de massas solares espalhada em uma região de dimensão ~ 200 parsec ~ 650 anos-luz. Em ~ 10 milhões de anos, essa região será um aglomerado aberto de estrelas que irá se dispersar pelos próximos ~ 100 milhões de anos.



Instabilidade de Jeans

Quando gás é comprimido (pela **força gravitacional**), sua **pressão** aumenta e o gás se expande. Como saber quando um ou outro ganha?

Analisar o balanço energético: ganho da energia gravitacional vs. trabalho da compressão

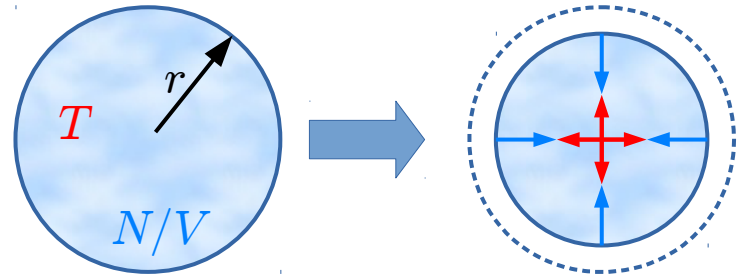
$$U = -\frac{3GM^2}{5r} \Rightarrow dU = \frac{3GM^2}{5r^2} dr$$

$$dW = -PdV = -\frac{nRT}{V} dV \Rightarrow dW = -3\frac{nRT}{r} dr$$

Se $dU + dW < 0$ quando $dr < 0$, \Rightarrow instabilidade de “Jeans”.

Isso acontece quando a massa M da nuvem é maior do que a massa de Jeans

$$M_J = \left(\frac{375k_B^3}{4\pi G^3 m^4} \right)^{\frac{1}{2}} \sqrt{\frac{T^3}{N/V}}$$



No meio inter-estelar,
 $m = 1,75m_H \Rightarrow$

$$M_J \approx 3 \times 10^4 M_\odot \sqrt{\frac{T^3}{N/V}}$$

com T em Kelvins e
 N/V em part./m³

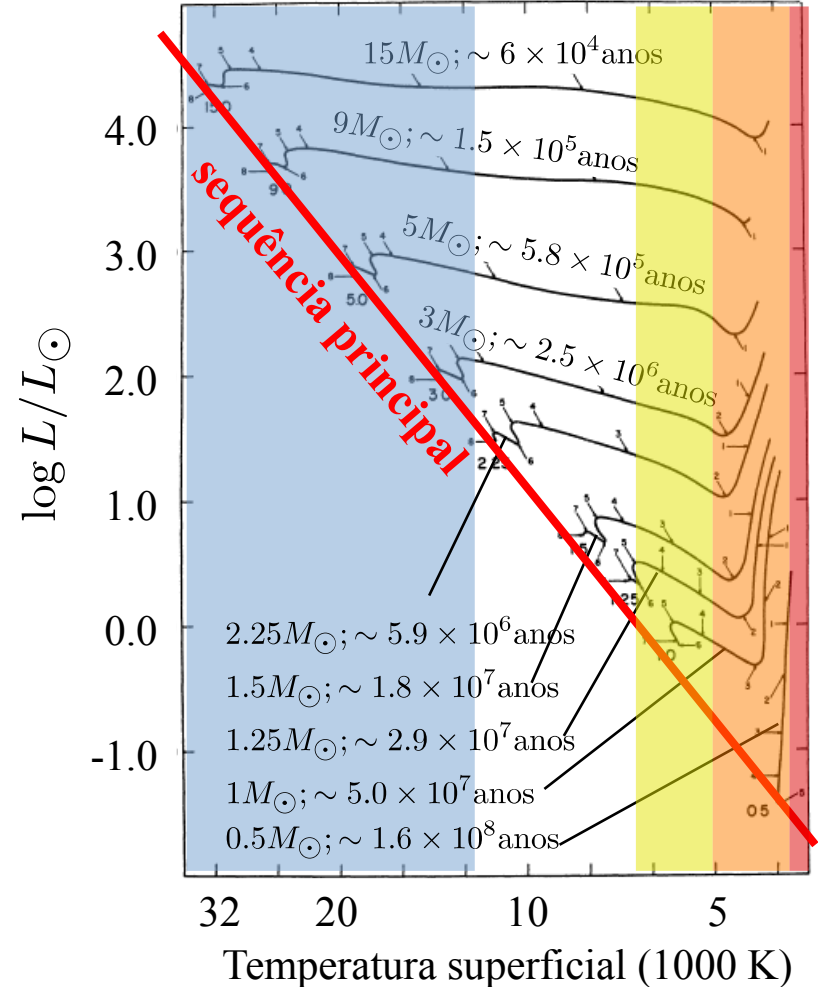
Para $T=10$ K e $N/V=10^{12}$
 $\Rightarrow M_J \sim M_\odot$

Entrando na sequência principal

O **tempo** de proto-estrela → estrela (da sequência principal) depende da **massa**. Maior M , mais rapidamente a atinge-se $T \sim 10^7$ K necessária para fusão de H. Para $M > \sim 7$ MSol, H é fundido ainda no período de acreção. Limite (em progresso): ~ 120 MSol, T muito alta e as camadas externas são evaporadas impedindo acreção de mais massa.

Proto-estrelas com $M < \sim 8\%$ MSol ($\sim 75 - 84$ MJúpiter) não atingem $\sim 10^7$ K em seus núcleos. Se $M > 13$ MJúpiter → **anãs-marrons**. Há fusão de deutério (e até de lítio se $M > 60$ MJúpiter), mas apenas brevemente. Estima-se que há tantas anãs-marrons quanto estrelas.

Ao lado, tem-se o “caminho” percorrido pelas proto-estrelas no gráfico temperatura x luminosidade (linhas pretas) antes de entrarem na **sequência principal** (linha vermelha). Note que proto-estrela massivas percorrem esse caminho mais rapidamente. Além disso, massas diferentes entram na sequência principal em pontos diferentes.



Formação Estelar

Resumindo... →

<https://www.youtube.com/watch?v=528BOGuuzik>

Distribuição de massas iniciais

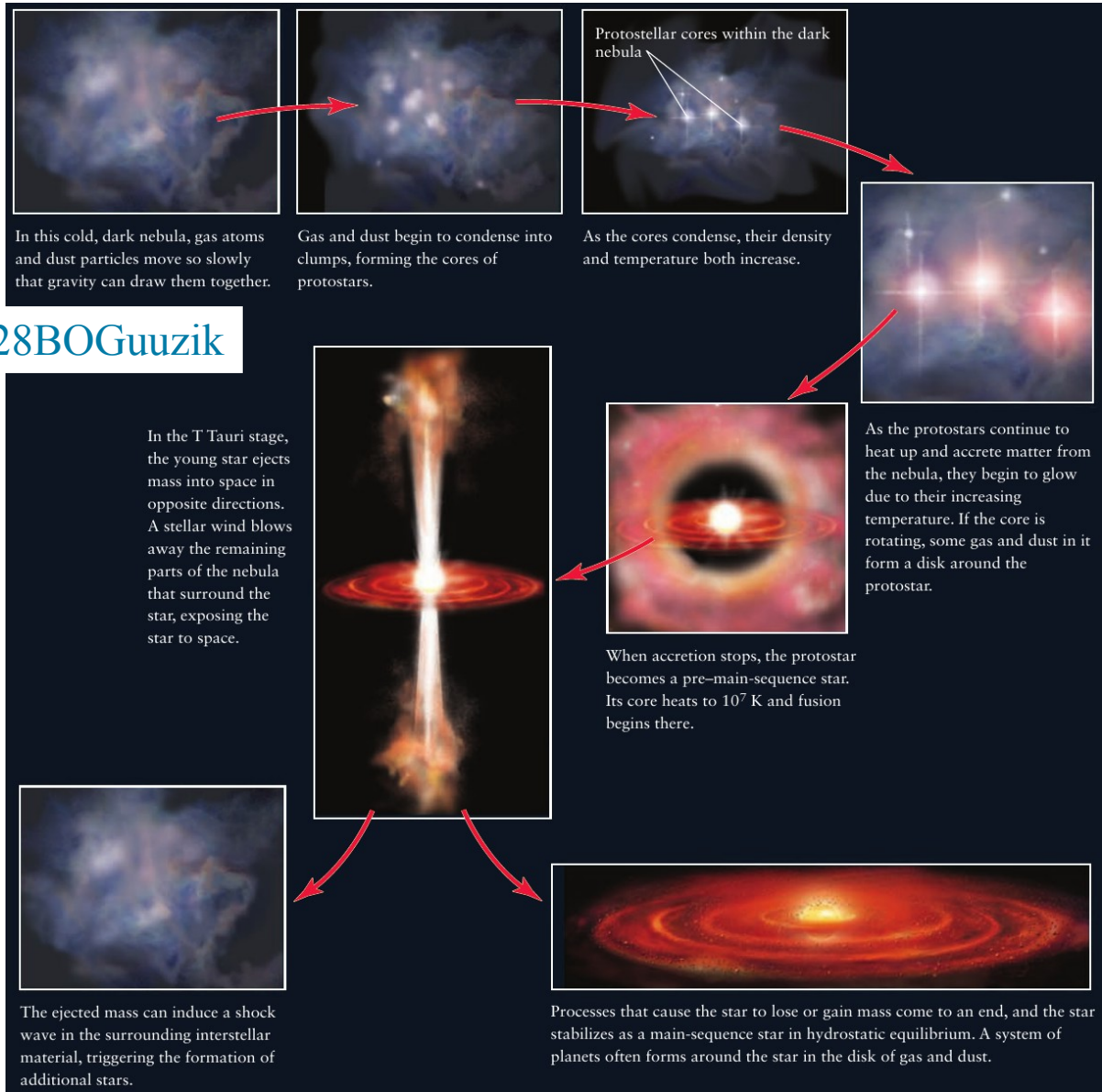
Quantas estrelas dn com massa entre M e $M + dM$ são formadas?

Experimentalmente, encontra-se

$$dn = \text{const} \times M^{-x} dM$$

onde $x=2,35$ para $M > 0,5M_{\odot}$.

Para $M < 0,5M_{\odot}$, $x=1,3$.

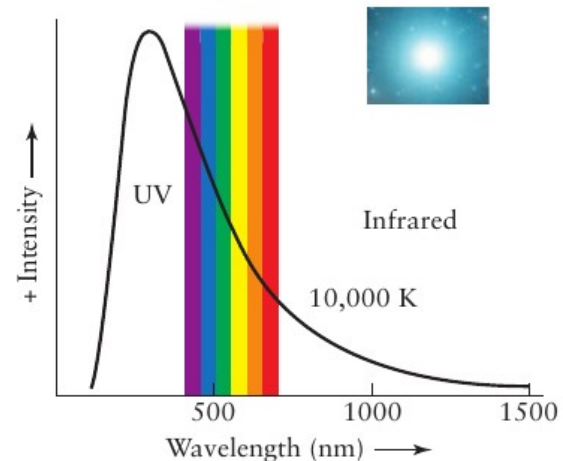
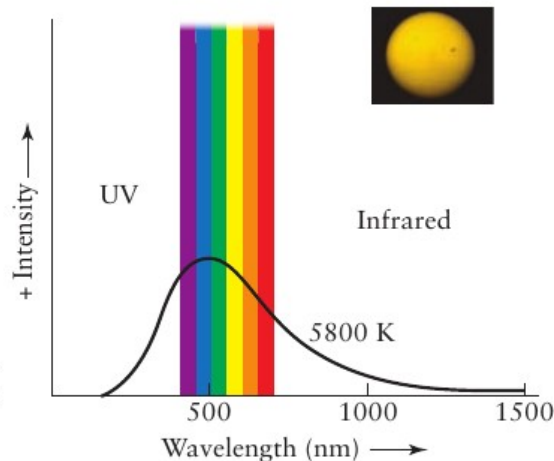
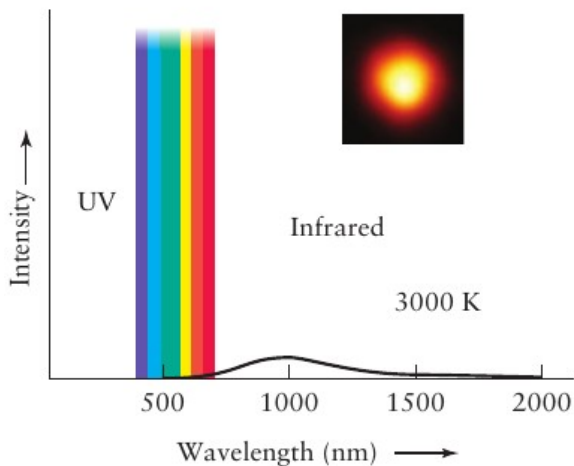
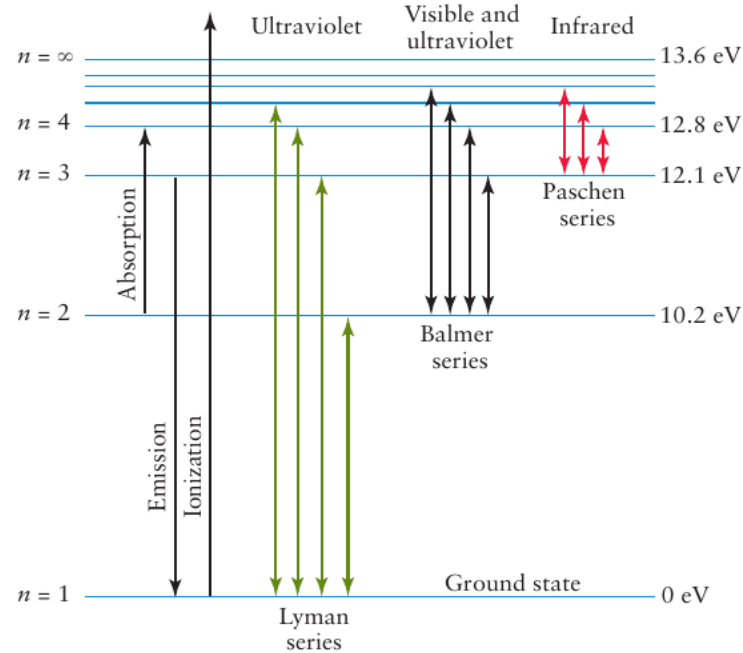


Classificação espectral

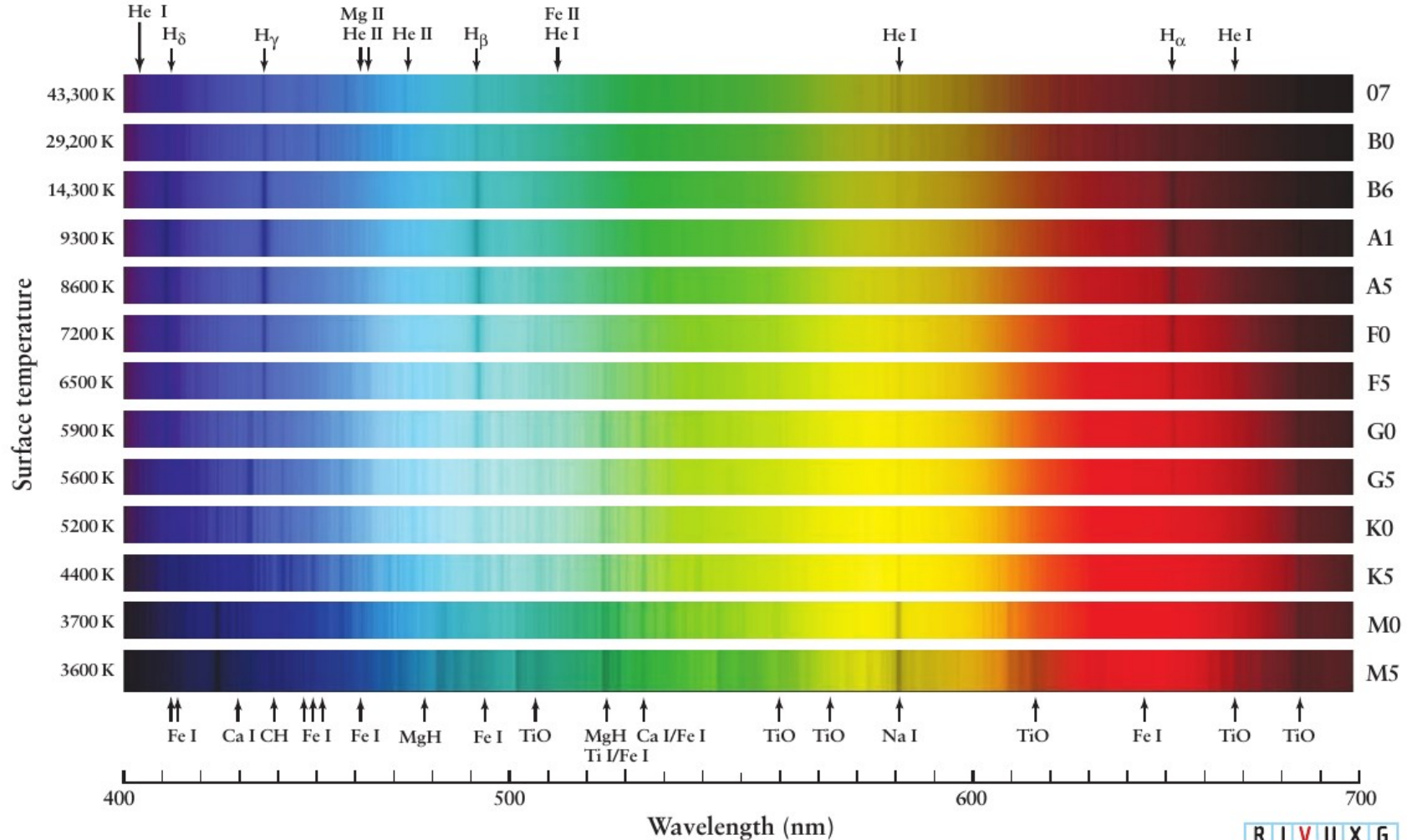
Lei de Wien (Temperatura x “cor”)

$$\lambda_{\max} = \frac{b}{T}, \quad b = 2.9 \times 10^{-3} \text{ K m}$$

Mas há muitas outras informações no espectro de absorção das estrelas. Por exemplo, estrelas com ~ 10 mil K tem seus átomos de H comumente no nível quântico $n=2$ e, portanto, essas estrelas tem fortes linhas Balmer de absorção. Pode-se então calcular a temperatura ou pela lei de Wien, ou pela intensidade das linhas espectrais.



Classificação espectral



Classificação espectral

TABLE 11-1 THE SPECTRAL SEQUENCE

Spectral class	Color	Temperature (K)	Spectral lines	Examples
O	Blue-violet	50,000–30,000	Ionized atoms, especially helium	Naos (ζ Puppis), Mintaka (δ Orionis)
B	Blue-white	30,000–11,000	Neutral helium, some hydrogen	Spica (α Virginis), Rigel (β Orionis)
A	White	11,000–7500	Strong hydrogen, some ionized metals	Sirius (α Canis Majoris), Vega (α Lyrae)
F	Yellow-white	7500–5900	Hydrogen and ionized metals, such as calcium and iron	Canopus (α Carinae), Procyon (α Canis Minoris)
G	Yellow	5900–5200	Both neutral and ionized metals, especially ionized calcium	Sun, Capella (α Aurigae)
K	Orange	5200–3900	Neutral metals	Arcturus (α Boötis), Aldebaran (α Tauri)
M	Red-orange	3900–2500	Strong titanium oxide and some neutral calcium	Antares (α Scorpii), Betelgeuse (α Orionis)

Importante: a classificação espectral é equivalente à classificação por temperatura (pelo menos para as estrelas da sequência principal).

Diagrama Hertzsprung–Russell

As **temperaturas superficiais** e **luminosidades** das estrelas são quantidades correlacionadas e estão relacionadas com a **evolução** da própria estrela.

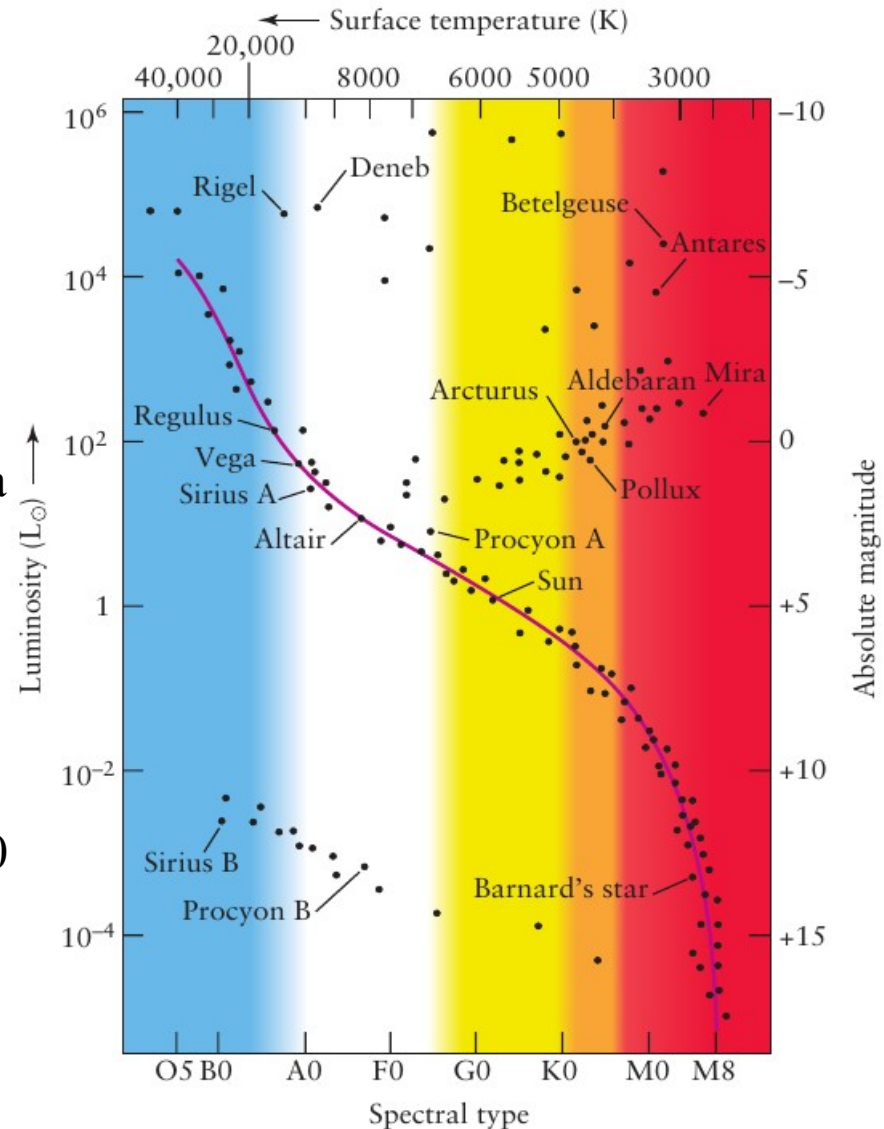
“Teorema” de Vogt-Russel: as propriedades de uma estrela em equilíbrio hidrostático são unicamente determinadas pela sua massa e distribuição de elementos químicos.

Sequência Principal: 91% das estrelas (na vizinhança).

Estrelas em equilíbrio hidrostático fundindo H no núcleo a uma taxa constante.

Gigantes e Super-Gigantes: 1% das estrelas; raios de 10 – 100 R_{Sol} (gigantes) até 1000 R_{Sol} (super-gigantes).

Anãs-brancas: 8% das estrelas; raios de $\sim 0.01 R_{\text{Sol}}$ (tamanho da Terra); estágio final da evolução de estrelas menos massivas.



Exercício

Se a maioria das estrelas está na sequência principal (porque passam a maior parte de sua evolução na SP), por que a maioria das estrelas que vemos no céu não está na SP?

- 1) Porque estamos numa região atípica da galáxia onde as estrelas já saíram da SP.
- 2) Porque as estrelas mais brilhantes (e fáceis de ver) estão fora da SP.
- 3) Porque as estrelas da SP ainda estão “escondidas” nas suas nebulosas moleculares sofrendo efeito de extinção e avermelhamento estelar.

Diagrama Hertzsprung–Russell

Ao lado, a informação sobre o **tamanho** das estrelas é adicionada ao diagrama HR.

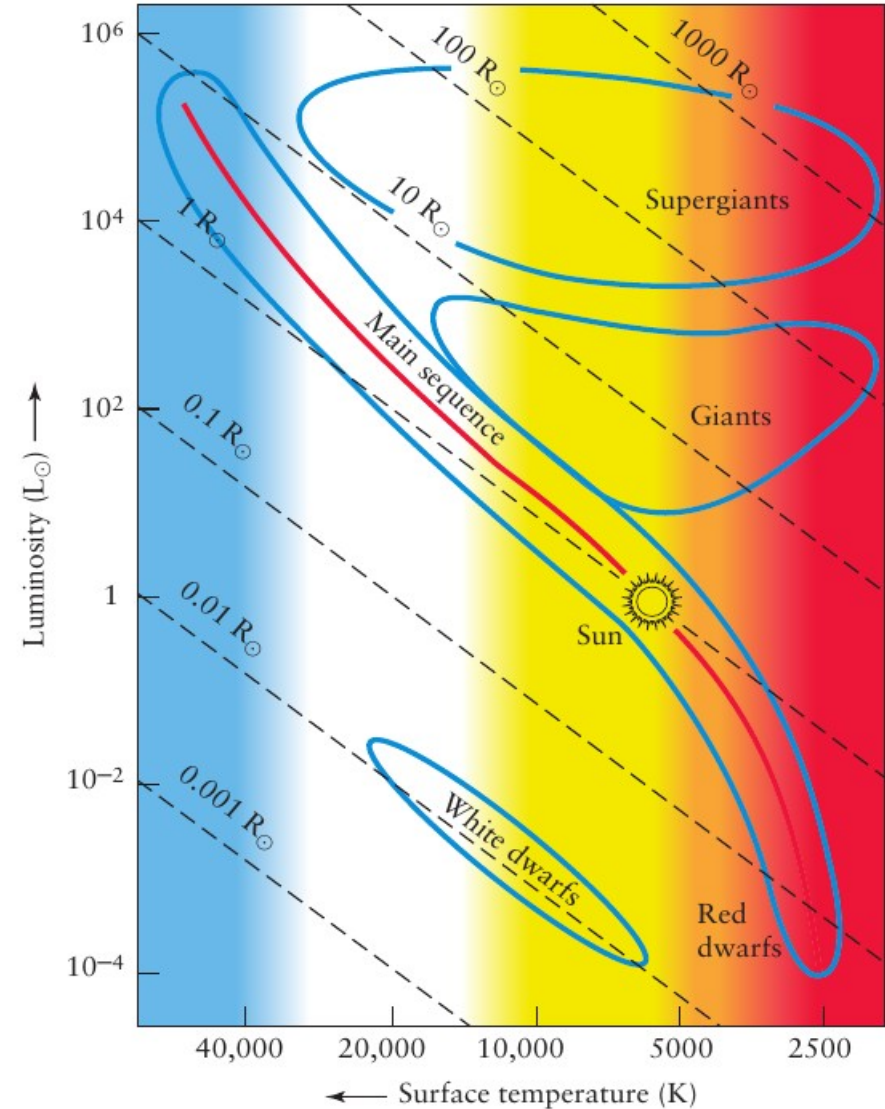
(
Princípio fundamental: radiação do corpo negro → Lei de Stefan-Boltzmann

$$L = \sigma AT^4 = 4\pi\sigma R^2 T^4, \quad \sigma = \frac{2\pi^5 k_B^4}{15h^3 c^2} = 5.67 \times 10^{-8} \frac{\text{W}}{\text{m}^2 \text{K}^4}$$

)

Note que as estrelas da sequência principal tem raio tipicamente entre 0.1 e 10 raios solares.

Apesar do diagrama nos ajudar a classificar as estrelas, ele não nos fornece os mecanismos responsáveis por essas características físicas.



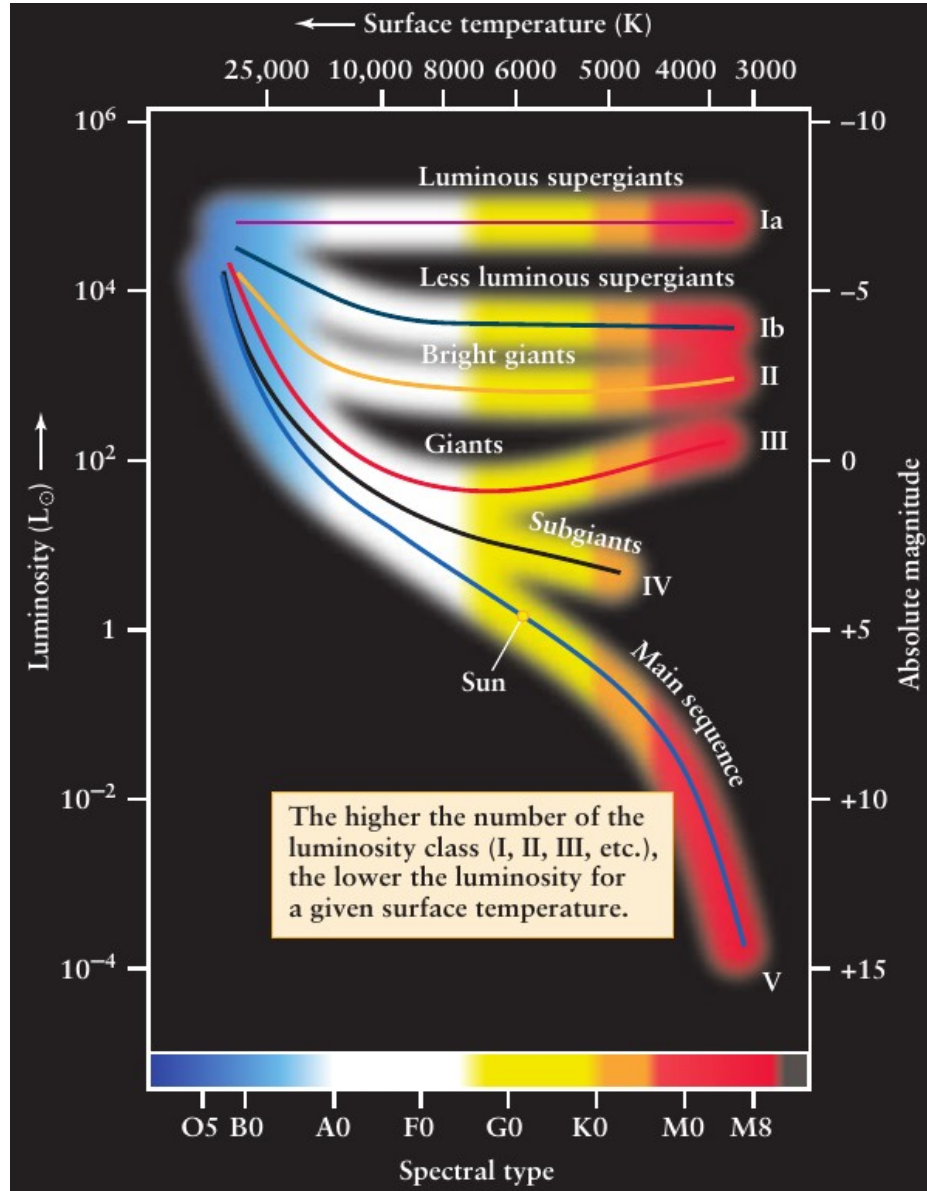
Classificação luminosa

Hávamos notado que a classificação **espectral** OBAFGKM era equivalente à classificação por **temperatura**.

Entretanto, o diagrama HR nos informa que para uma mesma temperatura há diferentes classes de estrelas com diferentes luminosidades. Certamente há características distintas em seus espectros. Por esse motivo, refinou-se a classificação espectral adicionando sub-categorias. Ia e Ib englobam as super-gigantes. Gigantes são sub-classificadas em tipos II, III e IV. A sequência principal é a sub-classe V.

Ex: Sol é G2 V, Aldebaran é K5 III.

Anãs-brancas não constituem uma sub-classe porque não produzem fusão nuclear como as outras classes.



Classificação luminosa

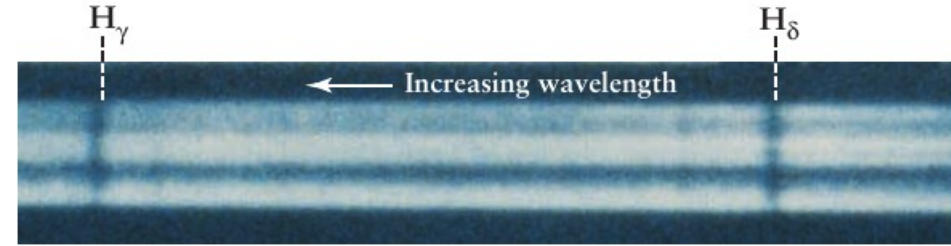
O que há de diferente no espectro de absorção?

A largura das linhas.

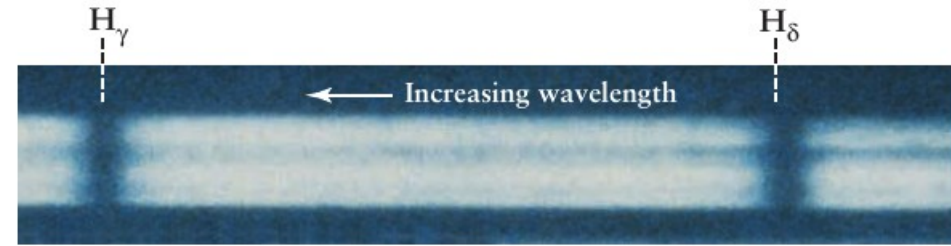
Causas:

Temperatura, turbulência, rápida rotação (talvez pouco relevante para estrelas) → [Alargamento Doppler](#).

Pressão e densidade → [Alargamento Stark](#) (campos eléctricos mais intensos mudam os níveis energéticos).



a A supergiant star has a low-density, low-pressure atmosphere: its spectrum has narrow absorption lines



b A main-sequence star has a denser, higher-pressure atmosphere: its spectrum has broad absorption lines

R I V U X G

FIGURE 11-9 Stellar Size and Spectra These spectra are from two stars of the same spectral type (B8) and, hence, the same surface temperature (13,400 K) but different radii and luminosities: (a) the B8 supergiant Rigel (luminosity 58,000 L_{\odot}) in Orion and (b) the B8 main-sequence star Algol (luminosity 100 L_{\odot}) in Perseus. (From W. W. Morgan, P. C. Keenan, and E. Kellman, *An Atlas of Stellar Spectra*)

Espectroscopia paralaxial

Sabendo a classe espectral e luminosa das estrelas (obtida pelo espectro) combinando com o diagrama HR, podemos ter uma estimativa da distância (alternativamente a outros métodos).

- 1) Observa-se um estrela distante de magnitude aparente m .
- 2) De seu espectro, determina-se a classe espectral e/ou temperatura superficial. O espectro revela sua classe luminosa através das larguras de linha (gigante, super-gigante, sequência principal, etc.).
- 3) Determina-se então seu lugar no diagrama HR e estima-se sua magnitude absoluta M (através da luminosidade).
- 4) Usando a relação entre magnitude aparente e absoluta, determina-se a distância d .

$$M = m + 5 \log \left(\frac{10 \text{ pc}}{d} \right)$$

Porque as estrelas se distribuem em linhas “grossas” no diagrama HR, há um erro na determinação da luminosidade por esse método que, comumente, reflete em um erro de $\sim 10\%$ na distância.

Esse método (denominado de espectroscopia paralaxial, apesar de não ter paralaxe envolvida), é muito útil para determinar distâncias de astros muito distantes onde o método paralaxial usual não é aplicável.

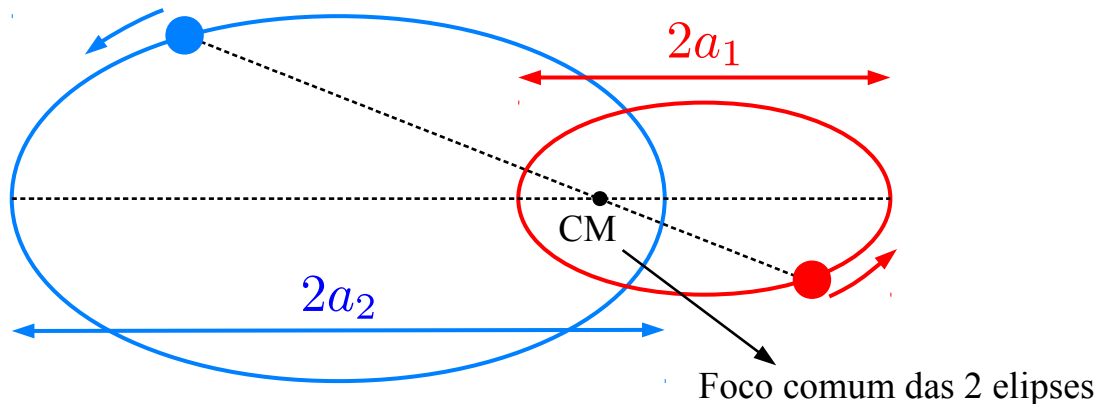
Massas Estelares (em Sistemas Binários)

O diagram HR nos dá informações sobre **temperatura** e **Luminosidade** das estrelas. Temos também informações espectrais precisas determinadas por espectroscopia. Resta agora determinar a **massa** das estrelas, informação importante para fazer modelos estelares que ainda são refinados nos dias de hoje.

A massa só pode ser determinada pelos seus efeitos gravitacionais: período e semi-eixo maior. Para um **sistema binário** (1/3 dos casos na nossa vizinhança), Newton mostrou que a **terceira Lei de Kepler** se torna:

$$M_1 + M_2 = \frac{4\pi^2 a^2}{GT^3} \quad \text{ou} \quad M_1 + M_2 = \frac{a^2}{T^3}$$

com a (em UA) sendo o **semi-eixo maior** e T (em anos) o **período** da órbita, e a **soma das massas** em massas solares.



Semi-eixo maior em relação aos semi-eixos individuais:

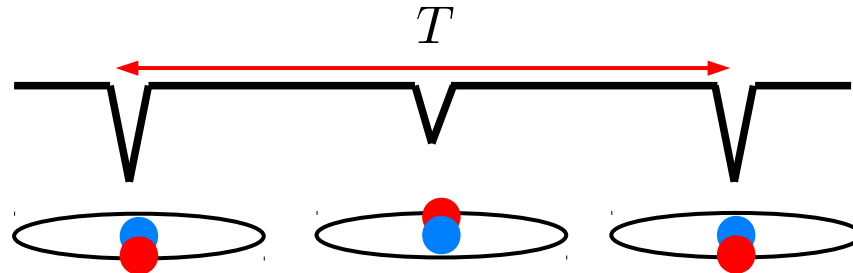
$$a = a_1 + a_2$$
$$a_1 = \frac{M_2}{M_1 + M_2} a, \quad a_2 = \frac{M_1}{M_1 + M_2} a$$

Massas Estelares (em Sistemas Binários)

Medindo os semi-eixos individuais e o período da órbita (astrometria, usando as estrelas de fundo), obtemos as massas de cada astro.

OBS.: Medir a_1 e a_2 requer a determinação do plano da órbita que nem sempre é possível. Neste caso, temos apenas a razão a_1/a_2 e, portanto, apenas a razão entre as massas M_1/M_2 .

Quando o plano do sistema binário permite **eclipse**, o período pode ser medido mesmo sem resolução das órbitas.



Massas Estelares (em Sistemas Binários)

Alternativa/complementarmente, “Doppler shift” também nos fornece informações sobre T e M_1/M_2 .

No Ref. do CM:

$$M_1 \vec{r}_1 + M_2 \vec{r}_2 = 0$$

$$\Rightarrow M_1 \vec{v}_1 + M_2 \vec{v}_2 = 0$$

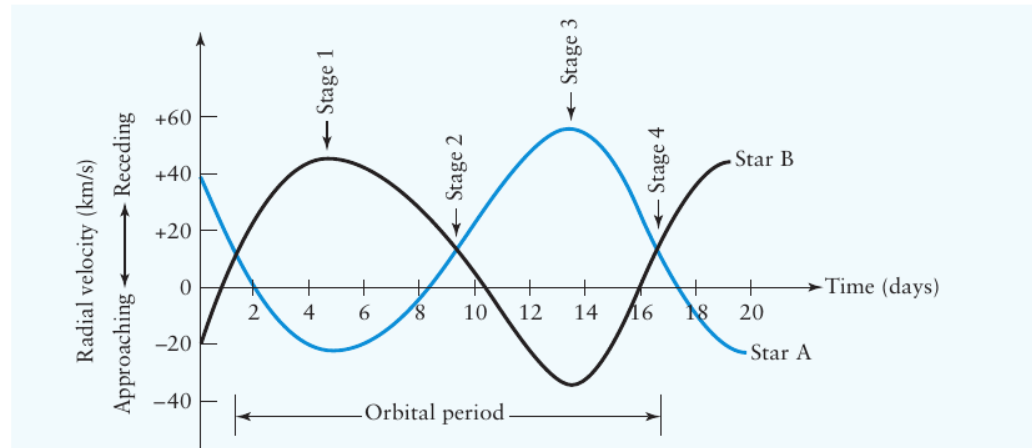
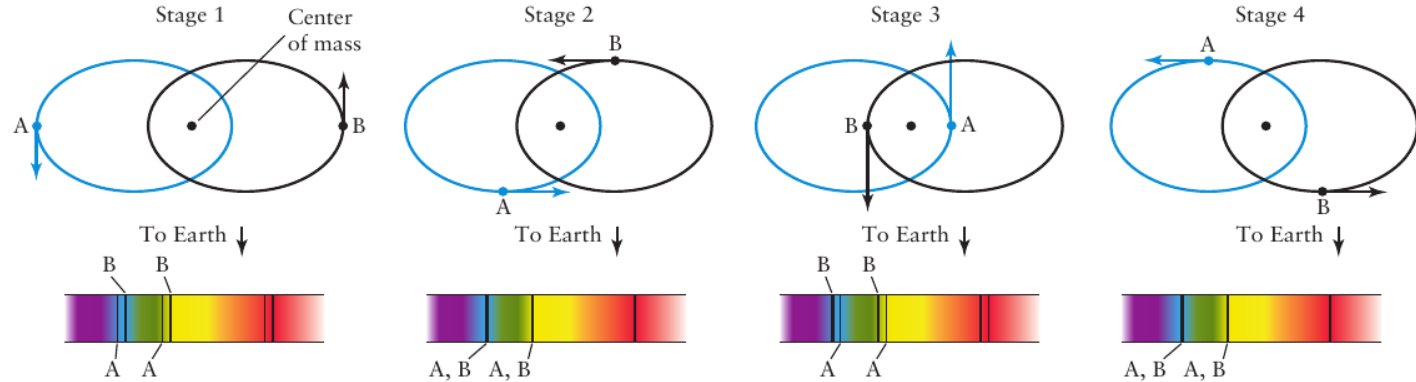
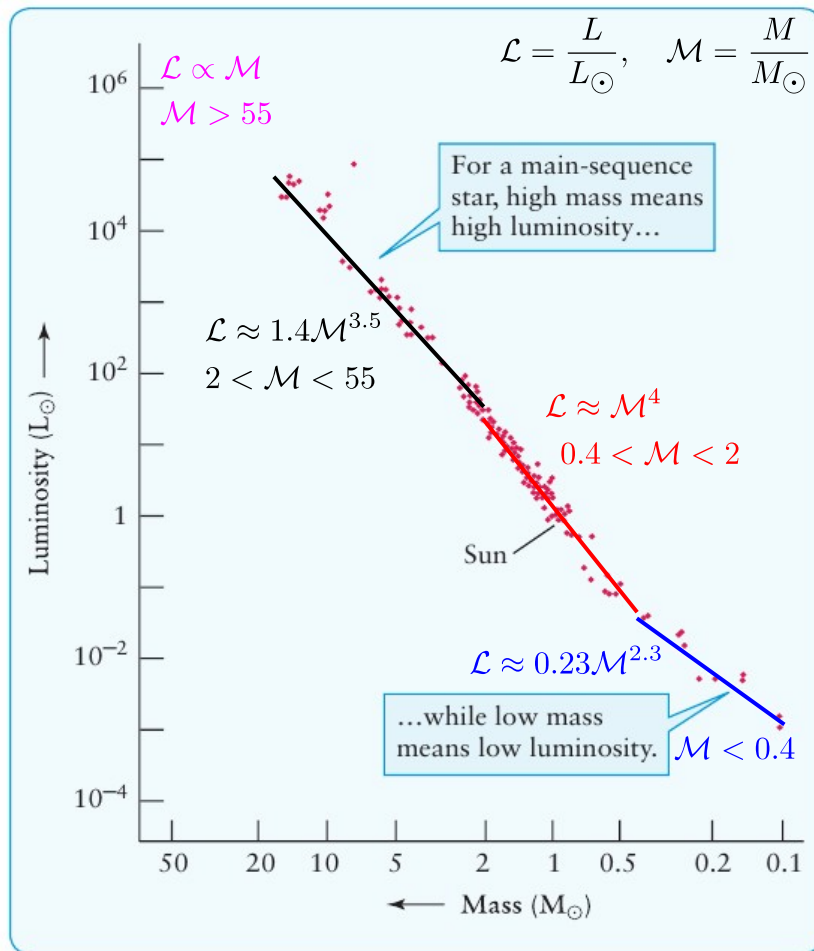


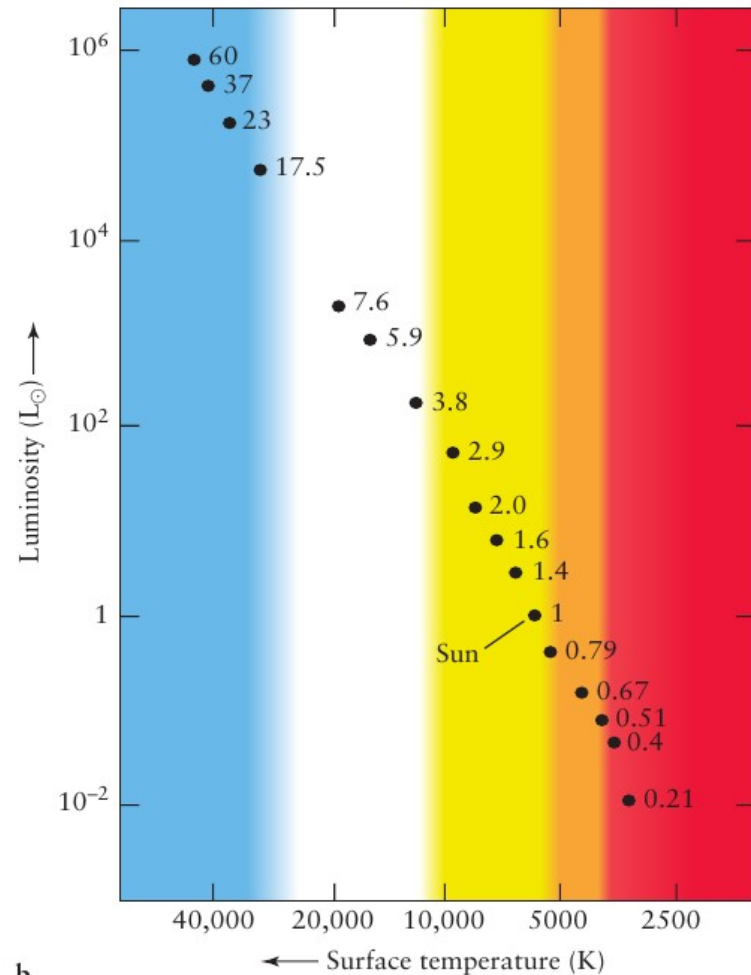
Diagrama HR e a relação massa-luminosidade

Com o acumulo de dados de estrelas binárias, uma tendência se mostrou no diagrama tipo HR. Quanto **maior a massa, maior a luminosidade** das estrelas na sequência principal.

Esse resultado indica que **massa é um fator importante** para o entendimento das estrelas (“Teorema” de Vogt-Russel).



a



b

Massa e luminosidade: modelo simplificado

- Analisar o transporte de energia (luminosidade) na zona radiativa: difusão de fótons

Conservação de energia: $L = -4\pi r^2 D \frac{du}{dr}$

u : densidade de energia (hipótese: dominada pela radiação)

D : constante de difusão da energia (difusão dos fótons)

Simplificação: $-du/dr = u/R \Rightarrow L = 4\pi R D u$

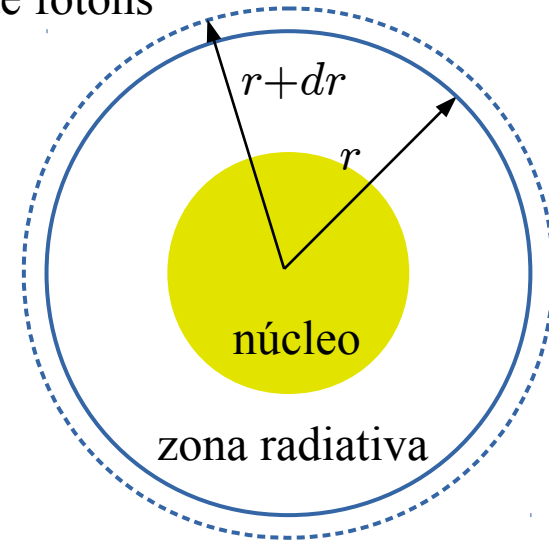
(u : densidade média de energia) $= 4\sigma T^4/c$ (corpo negro)

Temperatura e massa: $\frac{3}{2}k_B T = \frac{1}{2}U = \frac{3GMm}{10R} \Rightarrow L = 16\pi \frac{\sigma D}{cR^3} \left(\frac{GMm}{5k_B}\right)^4$

Gás ideal: $D = \frac{c\lambda}{3}$, $\lambda = \frac{1}{n_e \sigma_{e-\gamma}}$, $n_e = \frac{M/m}{4\pi R^3/3}$, $\sigma_{e-\gamma} = \frac{8\pi}{3} \left(\frac{\alpha \hbar}{m_e c}\right)^2$

Finalmente: $L = \left(\frac{2\pi^3 \times 1.75}{45 \times 5^4}\right) \frac{G^4 m_e^2 m_p^5}{\alpha^2 \hbar^5} M^3 = 9.4 \times 10^{27} \text{ W} \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^3 = 24.5 L_\odot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^3$

Considerando melhores aproximações (índice politrópico, equação de estado, etc.), o fator 24,5 pode ser diminuído para próximo do valor “desejado” 1. O expoente 3 também muda.



Tempo de evolução na sequência principal

Massa (M_{\odot})	Temperatura (10^3 K)	Luminosidade (L_{\odot})	Tempo na sequência principal (10^6 anos)	Classe Espectral
25	35	80.000	3	O
15	30	10.000	15	B
3	11	60	500	A
1,5	7	5	3.000	F
1 (Sol)	6	1	10.000	G
0,75	5	0,5	15.000	K
0,5	4	0,03	200.000	M

Estrela massivas tem mais H para fundirem em He. Então, o tempo na sequência principal é o maior quando comparado com as menos massivas?

Não. Elas consomem seus “combustíveis” tão mais rapidamente que suas evoluções são mais rápidas em comparação com as estrelas menos massivas. “Estrelas muito brilhantes vivem menos”.

$$\tau_{\text{SP}} \propto \frac{E_{\text{disponível}}}{\text{Luminosidade}} \propto \frac{M}{L} \propto \frac{M}{M^{\alpha}} \propto \frac{1}{M^{\alpha-1}}$$

Como $\alpha > 1$, o tempo na sequência principal diminui com a massa.

Tempo de evolução na sequência principal

As estrelas passam a maior parte de suas evoluções na sequência principal. O processo de **fusão de H em He** é o mais **lento** de toda a sua evolução. (Entretanto, a maior parte das estrelas visíveis ao olho nu não estão na sequência principal. Por que?)

Qual a quantidade de energia disponível? $\sim 10\%$ da massa total

(**limite de Schönberg-Chandrasekhar**: A estrela sai da sequência principal quando 10% de seu H \rightarrow He.)

Cadeia pp: $4p + 2e$ (4.0302u) \rightarrow 1α (4.0015u) + 2ν + energia. $\frac{m_{4p+2e} - m_{\alpha}}{m_{4p+2e}} \approx 0.00712$
Fração de massa convertida em energia:

Tempo na sequência principal: $\tau_{SP} = \frac{E_{\text{disponível}}}{\text{Luminosidade}} \approx \frac{0.1 \times 0.007Mc^2}{L} = \boxed{7 \times 10^{-4} \frac{Mc^2}{L}}$

Sol: $\tau_{SP} \approx \frac{1.25 \times 10^{44} \text{ J}}{3.828 \times 10^{26} \text{ W}} \approx 10^{10}$ anos

Reescrevendo o **tempo na sequência principal**:

$$\tau_{SP} = \frac{M/M_{\odot}}{L/L_{\odot}} \tau_{SP, \odot} \sim \frac{10^{10} \text{ anos}}{(M/M_{\odot})^{\alpha-1}}$$

Exercício

Discuta como seria se o Sol tivesse 50% mais massa. Qual seria a luminosidade? Qual seria a temperatura? Qual seria o diâmetro do Sol? A que distância a Terra deveria estar para ter a mesma irradiação? Como seria a radiação Solar? Quanto tempo na SP?

Relação massa-luminosidade: $L \approx 1.5^4 L_{\odot} \approx 5L_{\odot}$

Diagrama HR: $T \approx 8\,000\text{ K}$

Lei de Stefan-Boltzmann

$$L = 4\pi\sigma R^2 T^4 \approx 5L_{\odot} = 5 \times 4\pi\sigma R_{\odot}^2 T_{\odot}^4, \quad \Rightarrow \quad R \approx \sqrt{5} \left(\frac{T_{\odot}}{T} \right)^2 R_{\odot} \approx 1.17R_{\odot}$$

Inverso da distância²: $F = \frac{L}{4\pi d^2} = F_{\odot} = \frac{L_{\odot}}{4\pi d_{\text{TS}}^2} \quad \Rightarrow \quad d \approx 2.24d_{\text{TS}} = 2.24\text{ UA}$

Tempo na sequência principal:

$$\tau_{\text{SP}} = \frac{M/M_{\odot}}{L/L_{\odot}} \tau_{\text{SP},\odot} \approx 0.3\tau_{\text{SP},\odot}$$

Muita radiação UV.
Como a vida iria evoluir?
Teria tempo para evoluir?

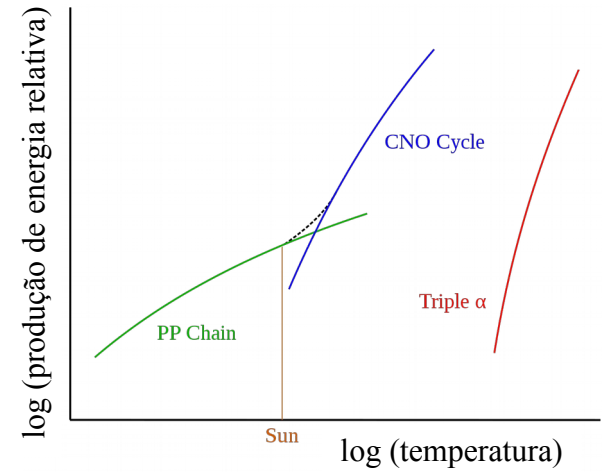
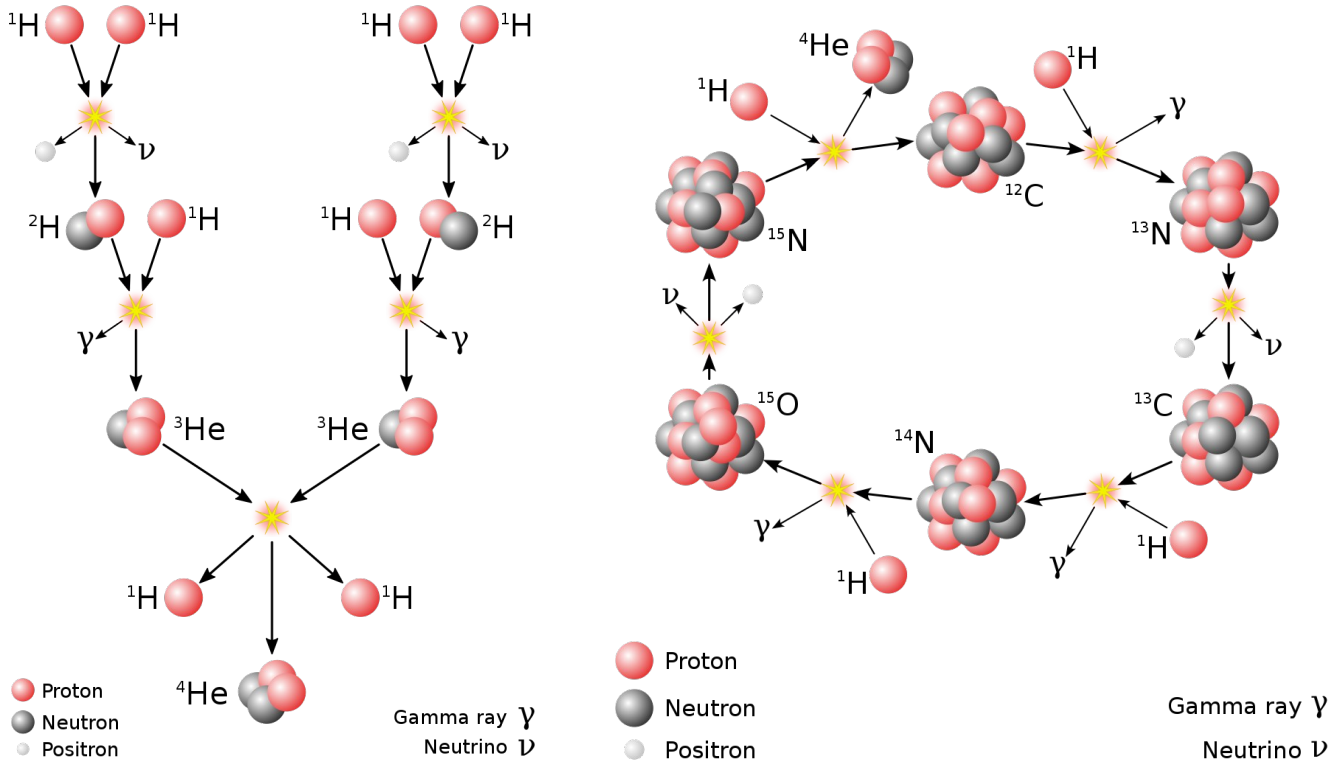
Reações nucleares na sequência principal

A fusão de H em He se dá por dois mecanismos: **cadeia próton-próton** e o **ciclo CNO**

Em ambos os caso, o resultado final é a conversão de H em He: $4p + 2e \rightarrow \alpha + 2\nu + \text{energia}$.

O primeiro é dominante em estrelas com massas menores que ~ 1.3 massas solares.

O segundo é uma reação catalítica que, teoricamente, é dominante em estrelas mais massivas.



Todas as 4 forças da natureza estão envolvidas

Anãs-vermelhas

Estrelas anãs-vermelhas ($0,08 < M/M_{\odot} \lesssim 0,4$) são **totalmente convectivas**.

Não apresentam uma zona radiativa expressiva.

Por convecção, o núcleo é constantemente reabastecido com H.

Basicamente **convertem quase todo H em He**.

Conseqüentemente, permanecem na sequência principal por trilhões de anos, logo, nunca se viu uma anã-vermelha fora da sequência principal.

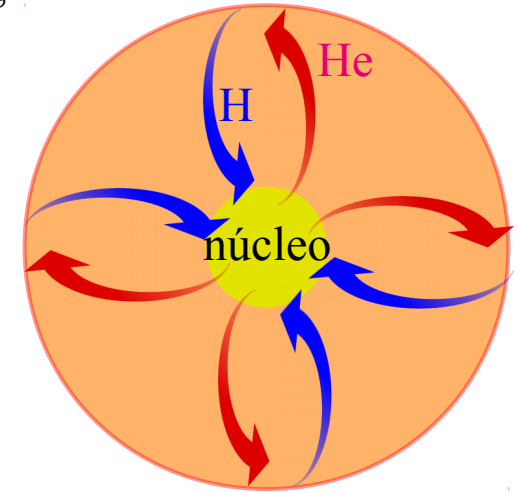
Estima-se que ~85% das estrelas na nossa galáxia são anãs-vermelhas.

Após transformarem $H \rightarrow He$, as reações nucleares cessam porque o núcleo não atinge temperaturas suficientes para fusionar He.

A estrela lentamente se contrai e esfria caminhando para a direita e para baixo no diagram HR se tornando uma anã-branca.

Tempo na sequência principal:

$$\tau_{SP} = 10 \times \frac{M/M_{\odot}}{L/L_{\odot}} \tau_{SP,\odot} \approx \frac{10^{10+1} \text{ anos}}{0.23 (M/M_{\odot})^{1.3}} \sim 1.4 - 11.6 \times 10^{12} \text{ anos}$$



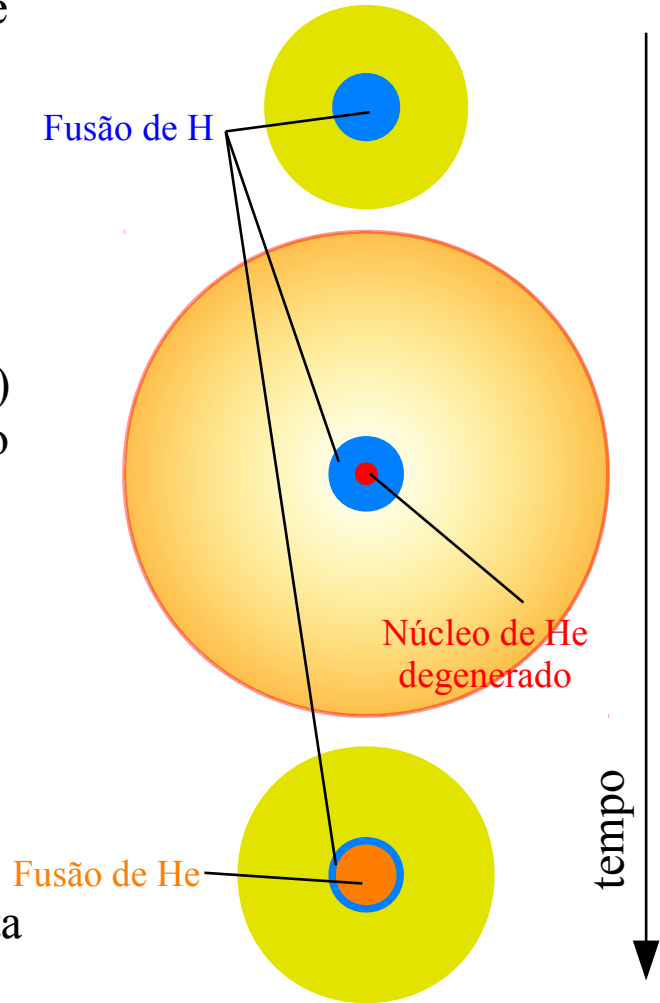
Evolução das estrelas de massas $0.4 \lesssim M/M_{\odot} \lesssim 2$

Maior densidade \rightarrow zona radiativa expressiva \rightarrow somente H do núcleo é fusionado (enquanto na SP). Quando o H do núcleo acaba \rightarrow sai da SP
Sem fusão nuclear, núcleo de He se contrai ($\sim 1/3$ do tamanho original, densidade $\sim 1000 \text{ g/cm}^3$).

Energia da contração aumenta T na casca acima do núcleo: fusão de H \rightarrow He. Fusão fora do núcleo \rightarrow alta pressão de radiação nas camadas mais externas \rightarrow estrela expande $\rightarrow T_{\text{sup}}$ diminui (densidade $\sim 100 \text{ g/cm}^3$): gigante vermelha. (Apesar de T_{sup} menor, **luminosidade maior**.)
Energia da fusão “sobe” (não esquenta o núcleo). He produzido “cai” no núcleo. Núcleo mais denso e contraindo $\rightarrow T$ aumenta $\sim 10^8 \text{ K} \rightarrow$ **fusão de He (flash do Hélio/avalanche térmica)** $\rightarrow T$ muito alta \rightarrow gás não-degenerado, núcleo expande e controla T . Seque um curto período ($\sim 10\%$ do tempo na SP) de relativa estabilidade

Comumente, as gigantes vermelhas ejetam massa (para o caso do Sol, ejeta-se $10^{-7} M_{\text{sol}}/\text{ano}$; enquanto na SP, $10^{-14} M_{\text{sol}}/\text{ano}$)

Antes do flash do He, núcleo denso, quente e ionizado, porém **degenerado** (próximo do estado fundamental; aumento de T não aumenta P consideravelmente: pressão de degenerescência).



Evolução das estrelas de massas $2 \lesssim M/M_{\odot} \lesssim 8$

A evolução após sair da sequência principal é **muito similar** com aquela das estrelas de $0.4 \lesssim M/M_{\odot} \lesssim 2$.

A diferença fundamental é que o núcleo de Hélio não se torna degenerado porque a pressão gravitacional produz um aumento gradual da temperatura ocasionando fusão de He.

Consequentemente, **não há o flash do Hélio** . A fase de gigante vermelha acontece sem um aumento tão expressivo na luminosidade como no caso das estrelas com flash do Hélio.

Exercício

Por que precisa-se de maiores temperaturas para fusionar He?

- 1) Porque a repulsão Coulombiana é maior, então precisa-se de maior energia térmica para aproximar as partículas α e promover o tunelamento quântico para fusão.
- 2) Porque a repulsão Coulombiana é maior, então precisa-se de maior energia térmica para vencê-la completamente e causar a fusão das partículas α .
- 3) Porque a massa é maior, então precisa-se de mais energia térmica para aproximar as partículas α em comparação com os prótons.
- 4) Todas as anteriores.

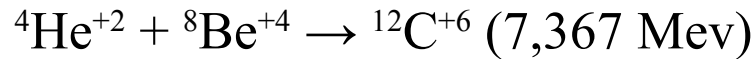
Processo triplo alfa

Detalhes da fusão de Hélio:

Em núcleos estelares com temperaturas maiores que 10^8 K:

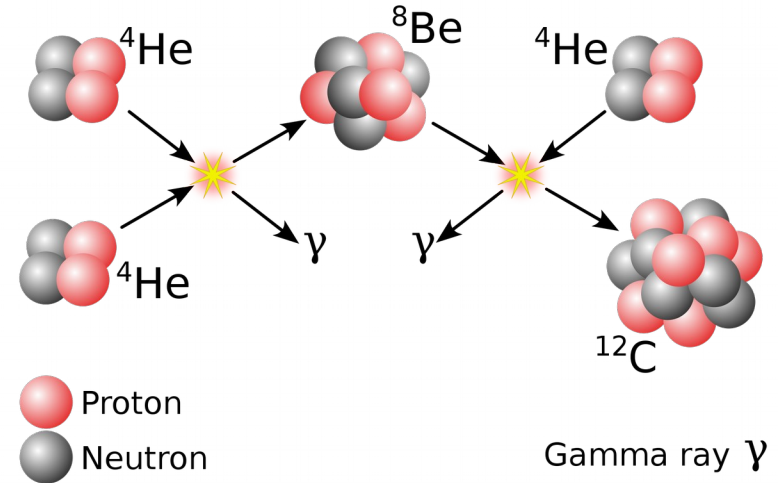


Este Berílio é instável (meia-vida de $\sim 10^{-16}$ s), se nos próximos 10^{-8} s este núcleo se chocar com uma nova partícula α , então



Este carbono altamente energético também é instável e decai em 3 partículas alfas. Entretanto, 1 em cada ~ 2500 carbonos produzidos emite um fóton e se torna estável.

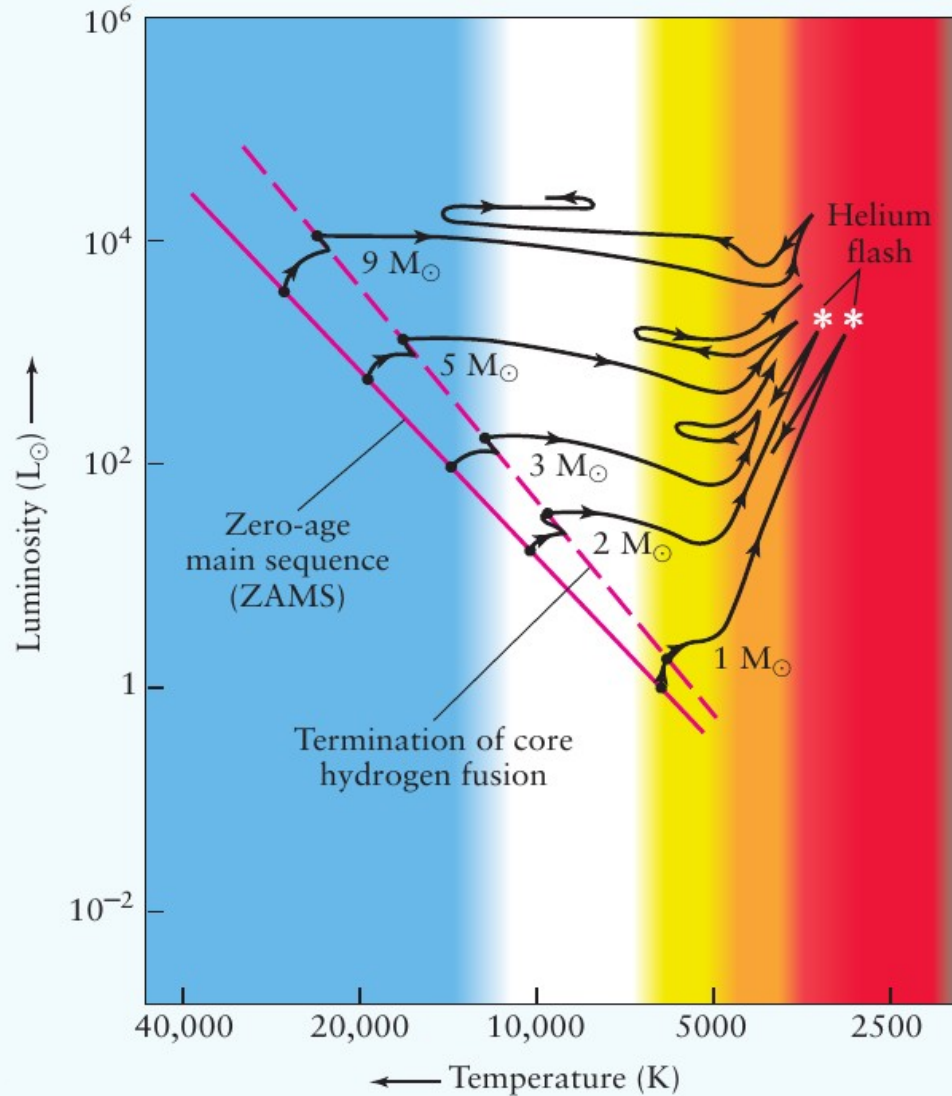
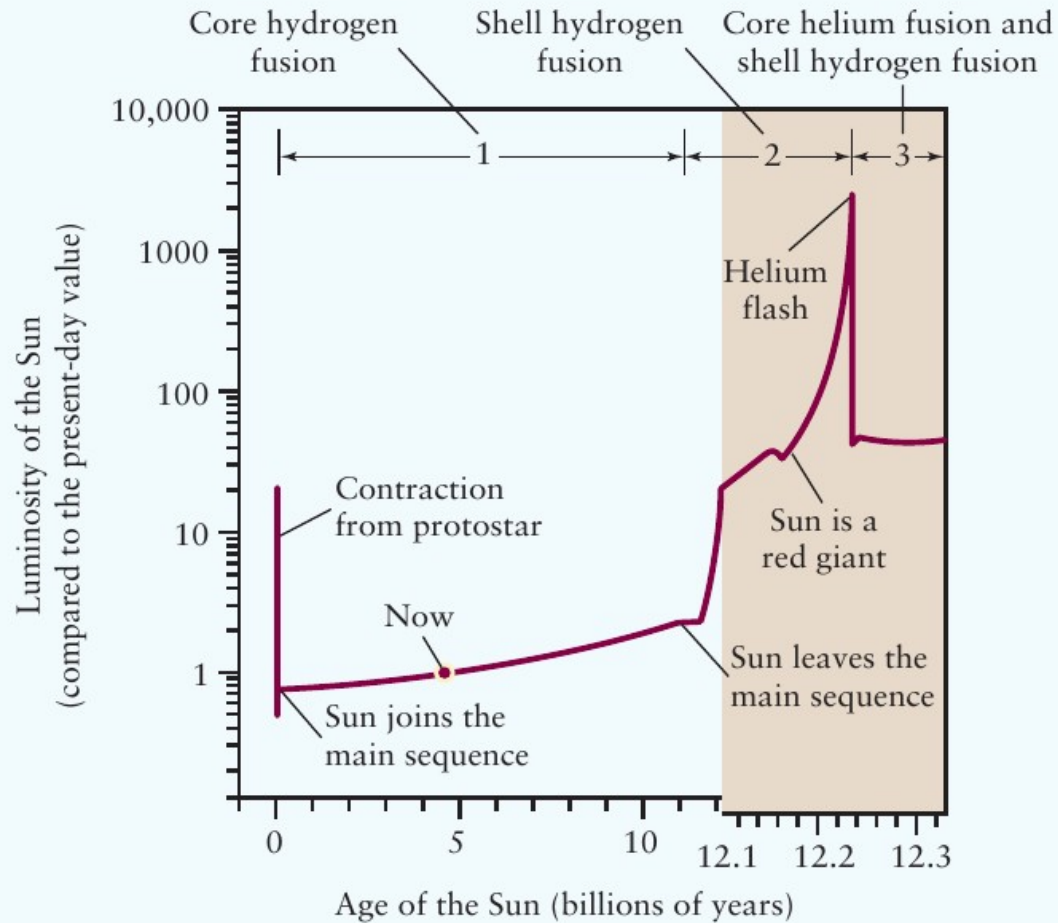
Nos núcleos estelares, a energia liberada nesta reação é $\sim \rho^2 T^{40}$, muito maior do que na cadeia pp $\sim \rho T^4$ e no ciclo NCO $\sim \rho T^{17}$.



OBS.: Em menor proporção, também ocorre produção de oxigênio:
 ${}^4\text{He}^{+2} + {}^{12}\text{C}^{+6} \rightarrow {}^{16}\text{O}^{+8} + \gamma$

Evolução das estrelas de massas

$$0.4 \lesssim M/M_{\odot} \lesssim 8$$



Evolução das estrelas de massas $0.4 \lesssim M/M_{\odot} \lesssim 8$

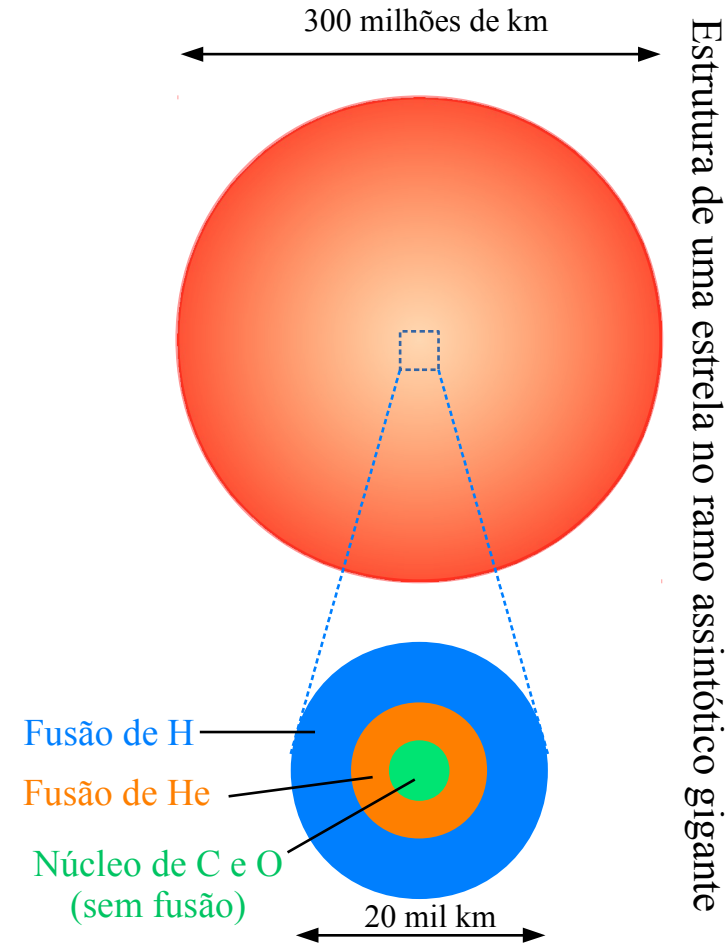
Quando acaba o Hélio no núcleo \rightarrow o núcleo denso de C e O.
A temperatura não é alta o suficiente para fundir esses elementos (~ 600 MK).

A estrela contrai e as camadas mais externas de He e H ficam suficientemente quentes para fundirem esses elementos (vide ao lado).

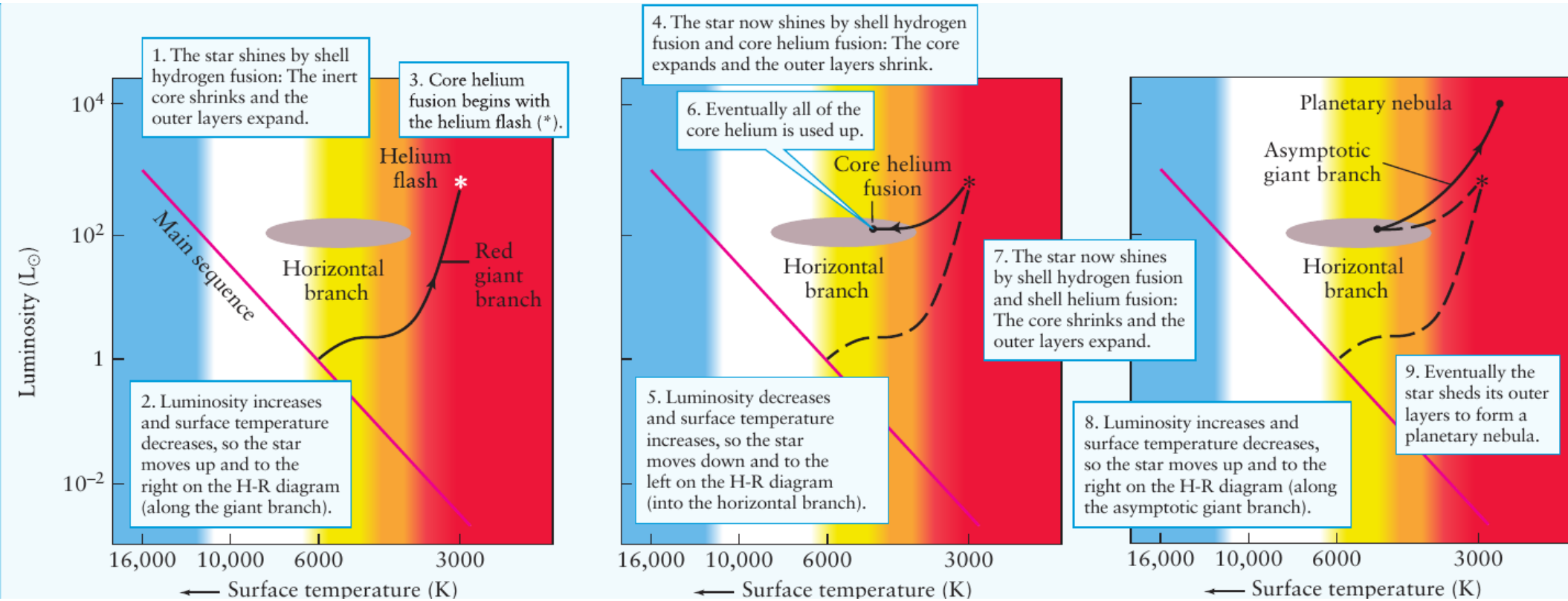
A nova produção de energia expande as camadas mais externas.
Área aumenta e a T_{sup} diminui \rightarrow **ramo assintótico gigante**.

No topo do ramo, a estrela é classificada como **Super-gigante vermelha**. Raio ~ 1 UA e Luminosidade $\sim 10^4$ L_{sol} .

Fortes ventos solares \rightarrow muita massa ejetada ($\sim 10^{-5}$ M_{sol} /ano) \rightarrow estrela esfria e se contrai \rightarrow flash do Hélio na camada (duração de ~ 100 mil anos) \rightarrow nova expansão \rightarrow massa ejetada \rightarrow ciclo de flash do Hélio se repete várias vezes (alta sensibilidade do processo triplo-alfa com T) \rightarrow nebulosa planetária \rightarrow perda da pressão gravitacional \rightarrow anã branca de C e O degenerado.



Evolução das estrelas de massas $0.4 \lesssim M/M_{\odot} \lesssim 8$



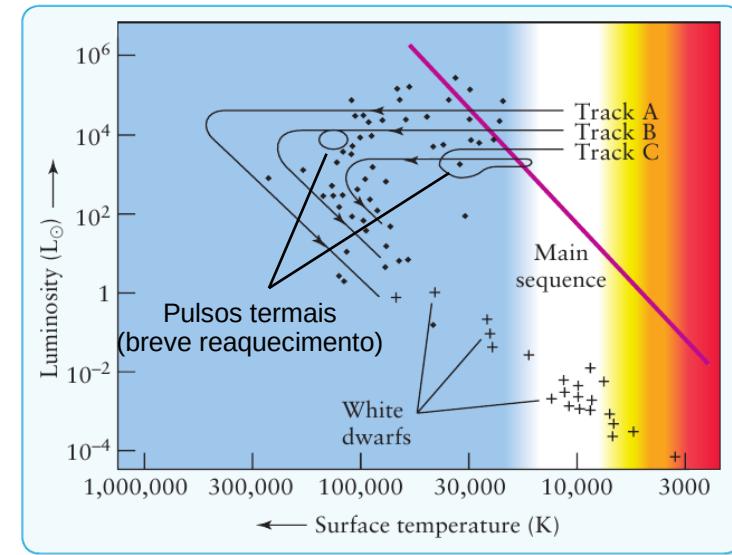
Evolução das estrelas de massas $0.4 \lesssim M/M_{\odot} \lesssim 8$

Após os vários ciclos de flash do Hélio nas camadas, a nebulosa planetária se dispersa e revela anã branca quente (de raio $\sim R_{\text{terra}}$ e massa $\sim 0,6 - 1,3 M_{\text{sol}}$, densidade $\sim 10^9 \text{ kg/m}^3$).

Conhece-se ~ 3 mil nebulosas planetárias e estima-se que existam entre 20 e 100 mil na nossa galáxia.

Estima-se que a matéria ejetada em forma de nebulosas planetárias (incluindo as nebulosas planetárias das estrelas mais massivas) é $\sim 5 M_{\text{sol}}$ /ano na nossa galáxia ($\sim 85\%$ da matéria ejetada por todas as estrelas). Esta massa retorna ao meio inter-estelar que dará origem a outras estrelas denominadas de [estrelas ricas em metais da população I](#).

As estrelas pobres em metais ([população II](#)) são as estrelas mais antigas do universo e são tipicamente encontradas nos aglomerados globulares (aglomerados gravitacionalmente coesos).

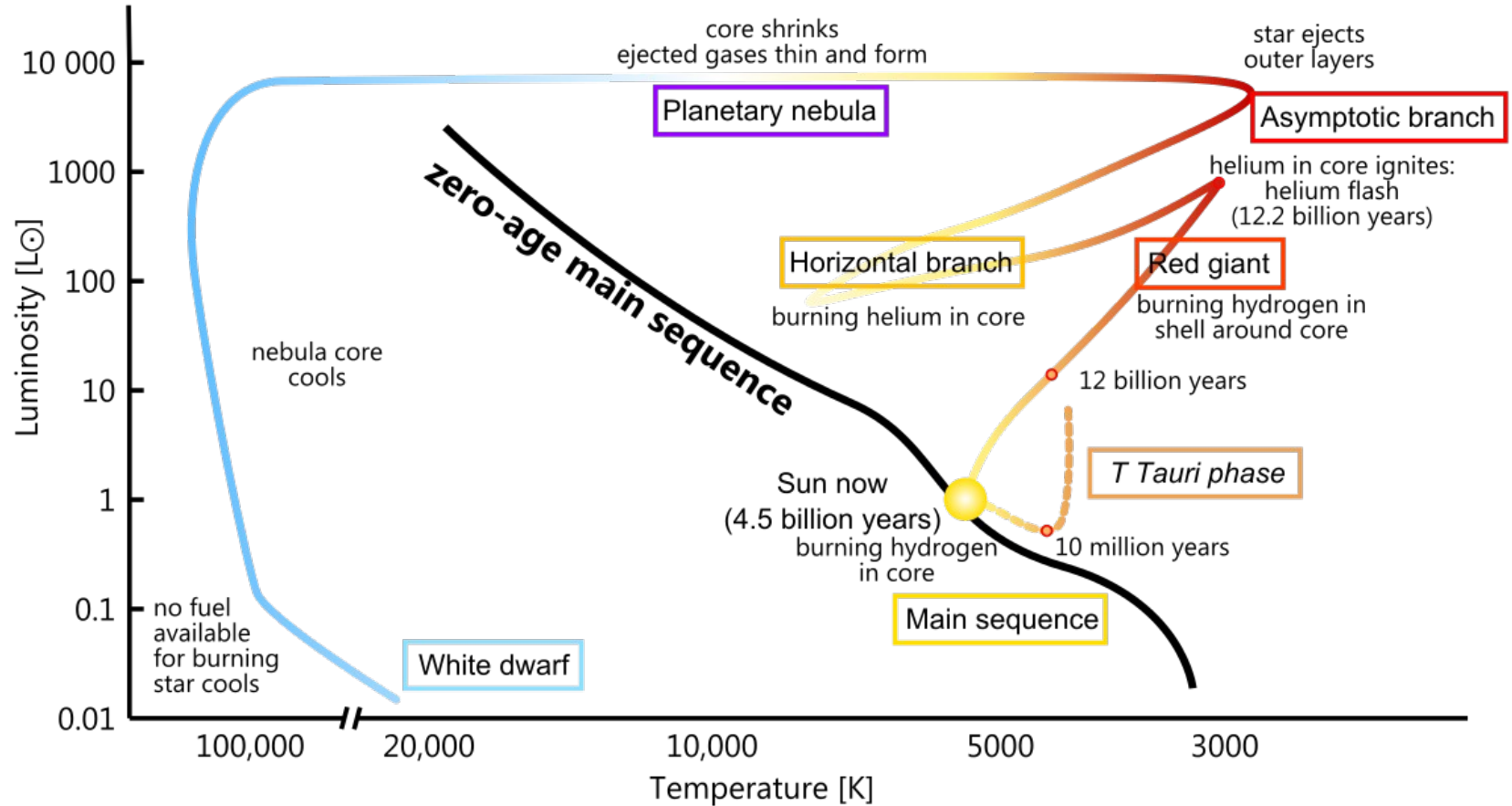


Evolutionary track	Mass (M_{\odot})		
	Red supergiant	Ejected nebula	White dwarf
A	3.0	1.8	1.2
B	1.5	0.7	0.8
C	0.8	0.2	0.6

FIGURE 13-3 Evolution from Red Supergiants to White Dwarfs The evolutionary tracks of three low-mass supergiants are shown as they eject planetary nebulae. The table gives their masses as supergiants, the amount of mass they lose as planetary nebulae, and their remaining (white dwarf) masses. The loops indicate periods of instability and adjustment for the white dwarfs. The dots on this graph represent the central stars of planetary nebulae whose surface temperatures and luminosities have been determined. The crosses are white dwarfs for which similar data exist.

Resumo
esquemático da
evolução de uma
estrela tipo Sol

	~9 Ga	>	~1 Ga	>	~100 Ma	>	~10 000 a	>	
Stage:	Main sequence		Red giant		Horizontal branch		Planetary nebula		White dwarf
Sun's age:	4.5 Ga (now)		12.2 Ga		12.3 Ga		12.3305 Ga		12.3306 Ga



Espectro das estrelas das populações I e II

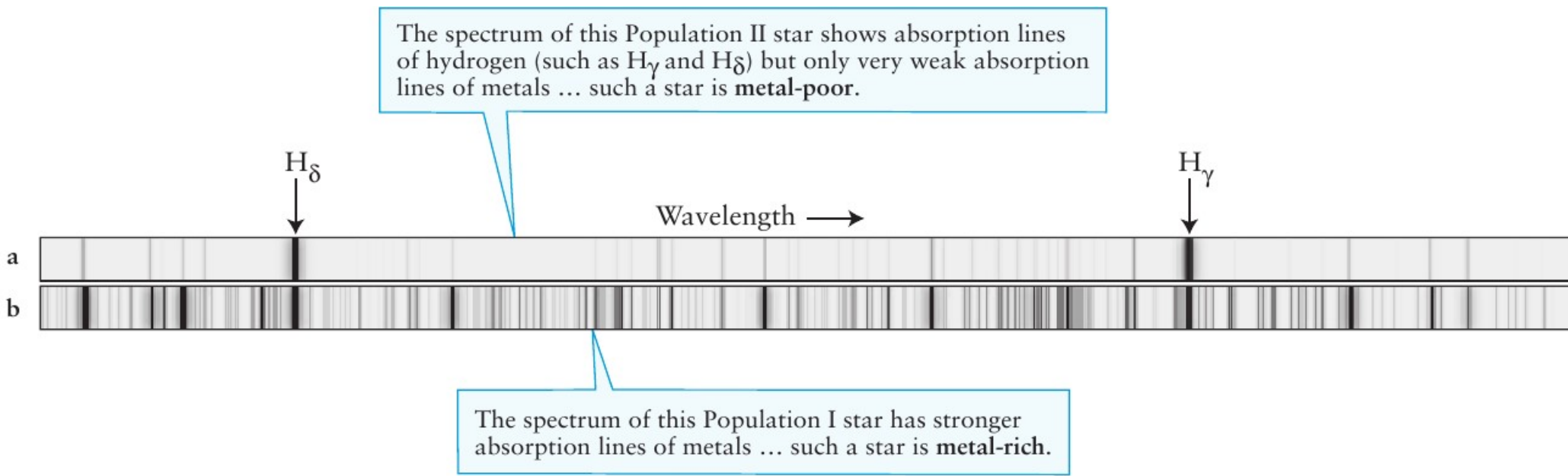


FIGURE 12-32 Spectra of a Metal-Poor and a Metal-Rich Star These spectra compare (a) a metal-poor (Population II) and (b) a metal-rich (Population I) star (the Sun) of the same surface temperature. Numerous spectral lines prominent in the solar spectrum are caused by elements heavier than hydrogen

and helium. Note that corresponding lines in the metal-poor star's spectrum are weak or absent. Both spectra cover a wavelength range that includes two strong hydrogen absorption lines, labeled H_γ (410 nm) and H_δ (434 nm).

A concentração de metais (elementos além de H e He) é, tipicamente, centenas de vezes menor do que no Sol. A maioria das estrelas da população II se encontra em [aglomerados globulares](#).

Aglomerados globulares

Aglomerado M10 em Ofiúco

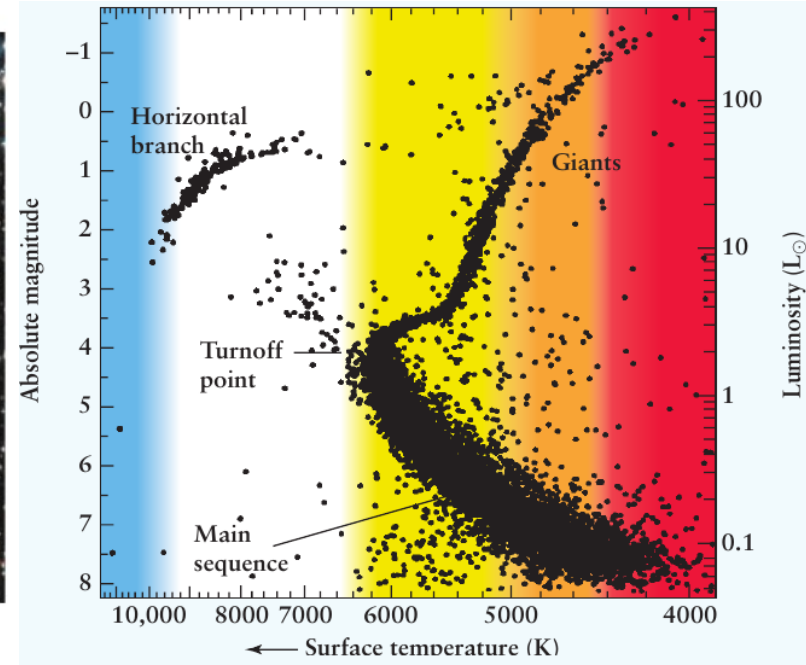
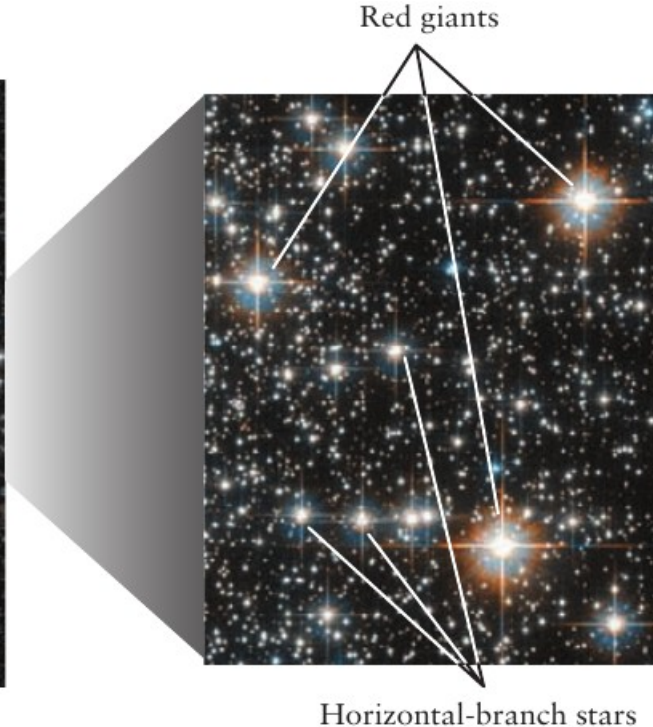
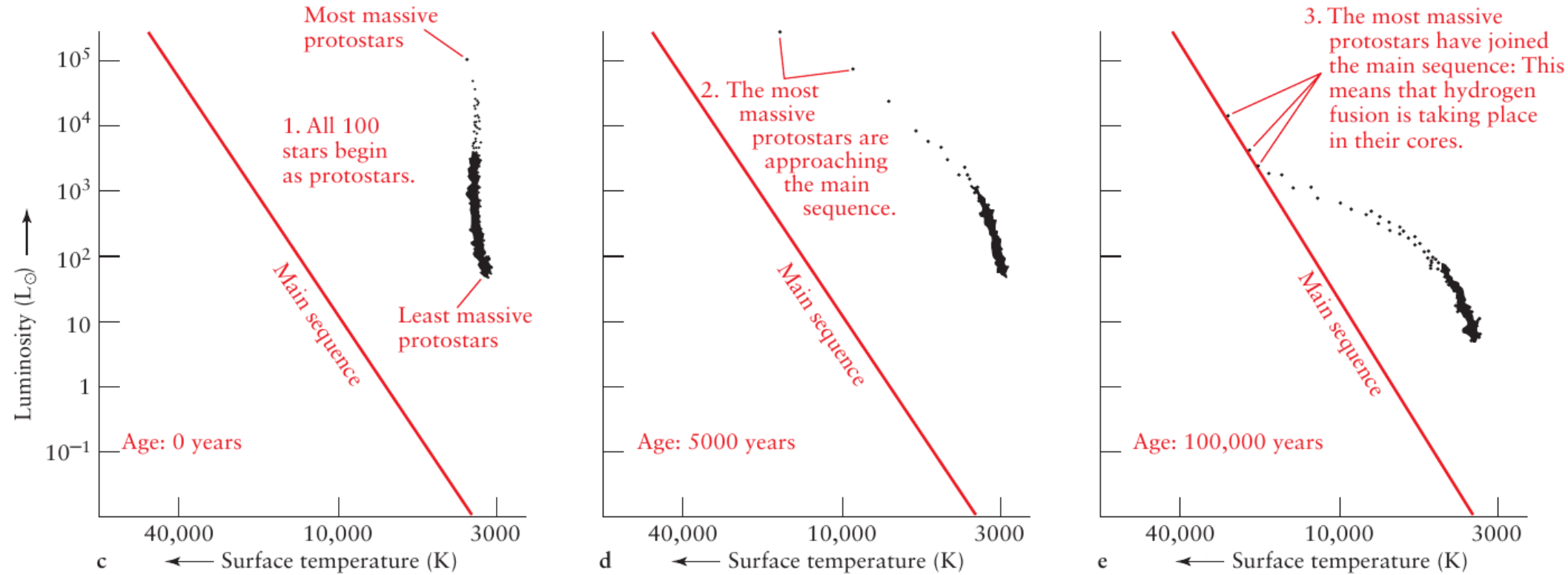


Diagrama HR das estrelas do aglomerado M55 em Sagitário. $m=7,42$, ~ 17 mil al de distância, ~ 50 al de raio, $2,7 \times 10^5$ Msol, **12,3 bilhões de anos** (estrelas de $0,9$ Msol estão saindo da SP)

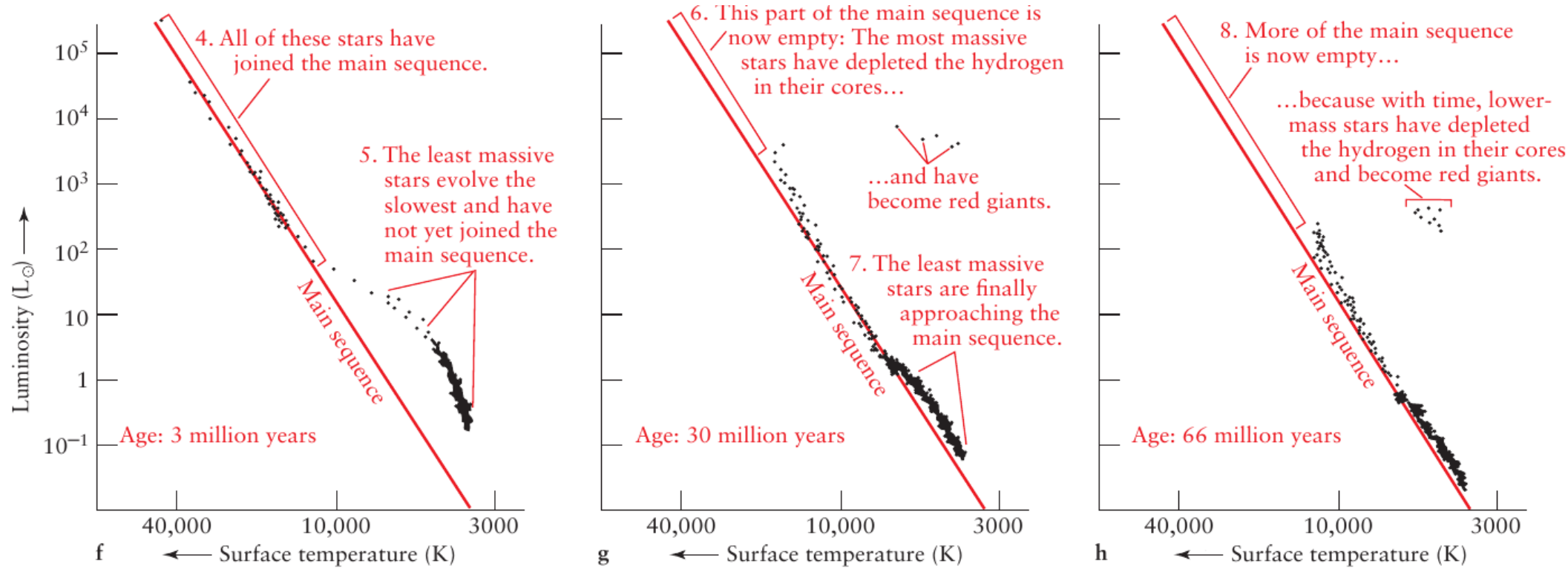
Há 157 aglomerados globulares distribuídos esféricamente na galáxia (os abertos, se concentram no plano). Tipicamente, contém até 1 milhão de estrelas em uma região de 100 al de raio. Estrelas semelhantes em metalicidade \rightarrow “nasceram juntas” \rightarrow estudar sua população nos fornece a **idade do aglomerado** (aberto ou globular).

Evolução em aglomerados



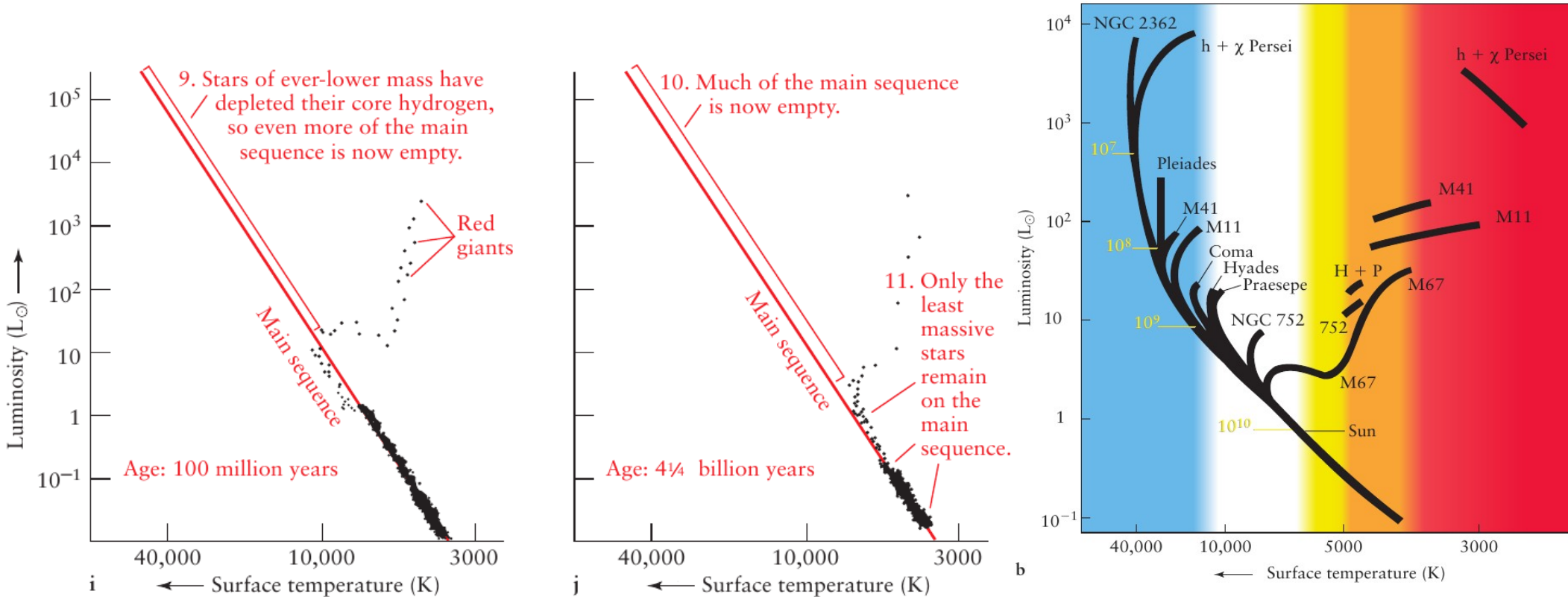
Note a diferença entre o número de estrelas de alta e baixa massas.

Evolução em aglomerados



Analisando o ponto de entrada de vários aglomerados “jovens”, podemos estimar suas idades.

Evolução em aglomerados



Analisando o “turn-off point” de vários aglomerados mais idosos, podemos estimar suas idades.

Nebulosas planetárias de estrelas de pouco massivas

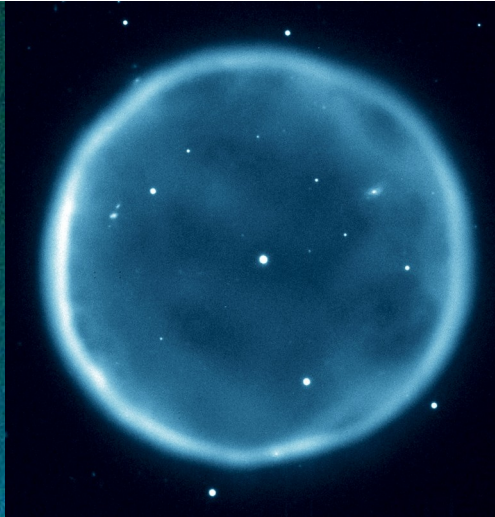
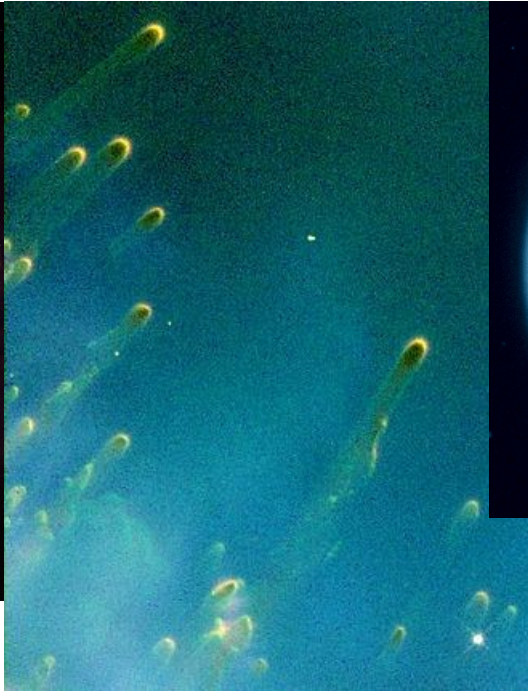
Ventos de 10 – 30 Km/s.

Após ~10 mil anos, a nebulosa tem ~ poucos anos-luz de extensão.

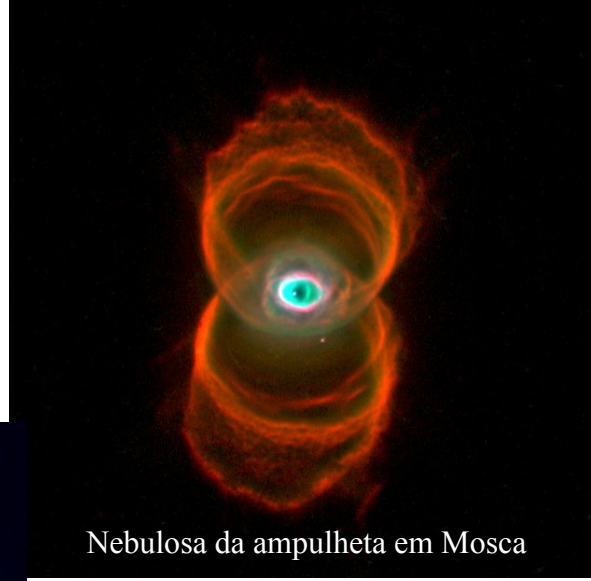
Após ~50 mil anos → nebulosa dispersa → pouca visibilidade.



Nebulosa da hélice em Aquário...
... e seus glóbulos (cada um tem
 $\sim 10^{-5}$ Msol \sim Mterra)



Abell 39 no aglomerado
M15 em Hércules



Nebulosa da ampulheta em Mosca



Nebulosa do olho de gato em Dragão

Nebulosas planetárias de estrelas de pouco massivas

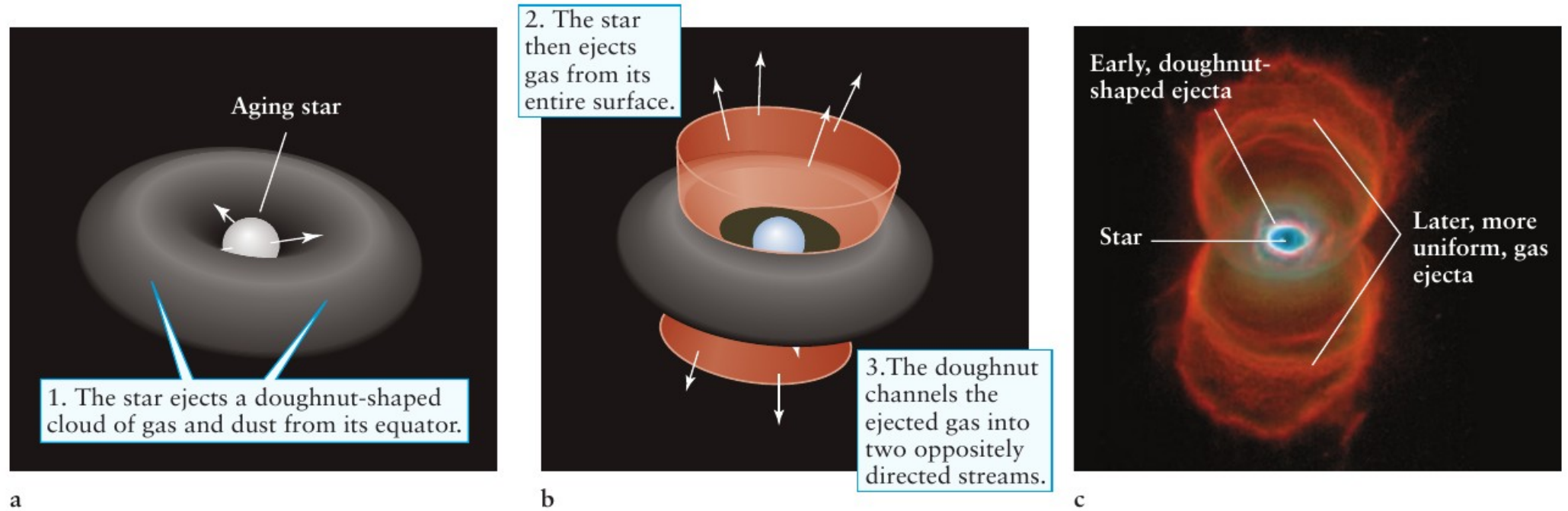
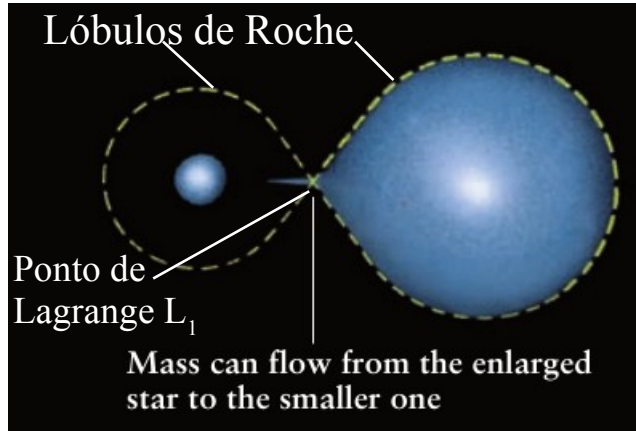


FIGURE 13-5 Formation of a Bipolar Planetary Nebula Bipolar planetary nebulae may form in two steps. Astronomers hypothesize that (a) first, a doughnut-shaped cloud of gas and dust is emitted from the star's equator, (b) followed by outflow that is channeled by the original gas to squirt out perpendicularly to the plane of the doughnut. (c) The Hourglass Nebula

appears to be a “textbook” example of such a system. The bright ring is believed to be the doughnut-shaped region of gas lit by energy from the planetary nebula. The Hourglass is located about 8000 ly (2500 pc) from Earth. (c: Raghvendra Sahai and John Trauger [JPL], the WFPC2 science team, and NASA)

Anãs-brancas em sistemas binários: Novas



Um dos astros é maior que o lóbulo de Roche correspondente → **matéria é transferida** para o outro.

Em anãs-brancas, material do disco de acreção cai na atmosfera. Quando $T \sim 20$ MK, fusão de H (ciclo CNO) em **avalanche térmica** → **nova clássica** (~ 20 /ano na galáxia). Este processo não “danifica” a anã-branca e pode se repetir: **nova recorrente**). Pode ocorrer da T no disco ficar muito alta → **nova anã**.

Categoria: **estrela variável cataclísmicas**.

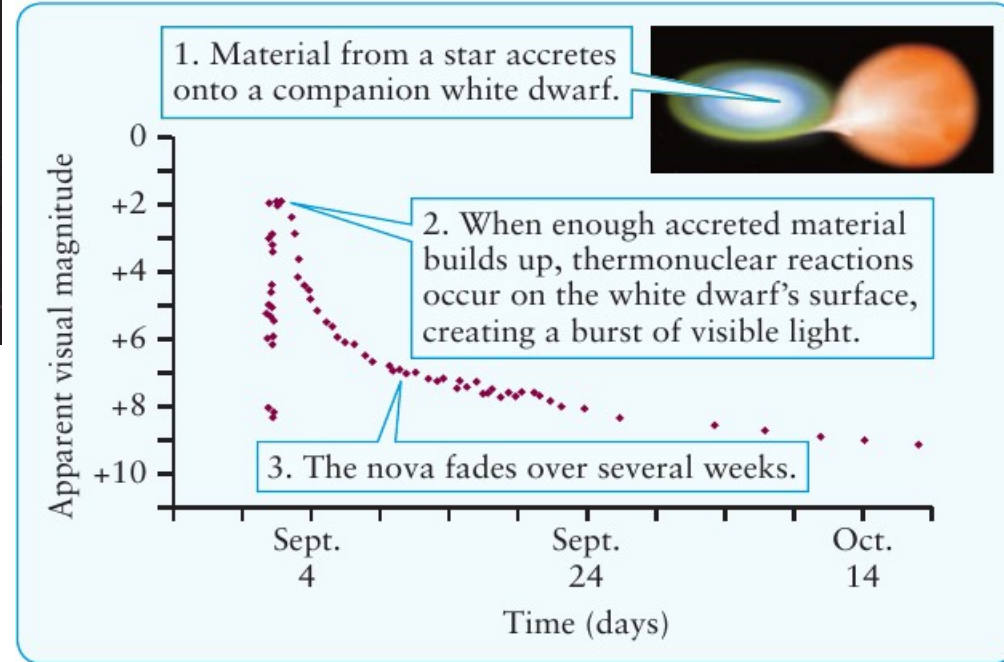


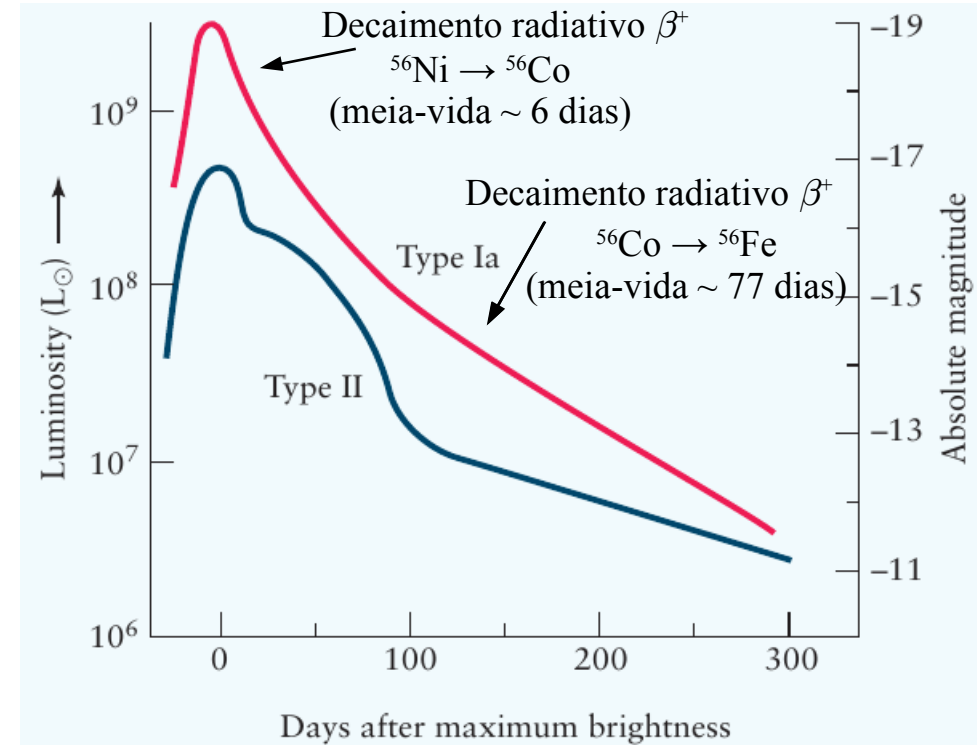
FIGURE 13-8 The Light Curve of a Nova This graph shows the history of Nova Cygni 1975, a nova that was observed to blaze forth in the constellation of Cygnus in September 1975. The rapid rise in magnitude followed by a gradual decline is characteristic of many novae, although some oscillate in intensity as they become dimmer.

Anãs-brancas em sistemas binários: Super-novas Ia

Quando a atmosfera da anã-branca não explode em uma nova, sua massa atinge o **limite de Chandrasekhar de $\sim 1.44 M_{\text{sol}}$** (pressão gravitacional se torna maior que a pressão de degenerescência) \rightarrow **super-nova tipo Ia**: avalanche térmica (T aumenta muito e muito rapidamente) iniciada pela fusão de C. Muitos elementos são produzidos: Si, Ca, S, Fe, Ni e Co.

Libera-se $\sim 10^{44}$ J em ~ 1 segundo destruindo a anã-branca (matéria é ejetada a $\sim 5 - 20$ mil km/s). A estrela companheira “sobrevive”. Se a companheira é outra anã-branca, ambas são destruídas.

Explosão quando $1,44 M_{\text{sol}} \rightarrow$ brilho determinado ($M = -19.3 = 5 \times 10^9 L_{\text{sol}}$) \rightarrow “velas padrões” \rightarrow **determinação de distâncias** até $\sim 10^9$ al.



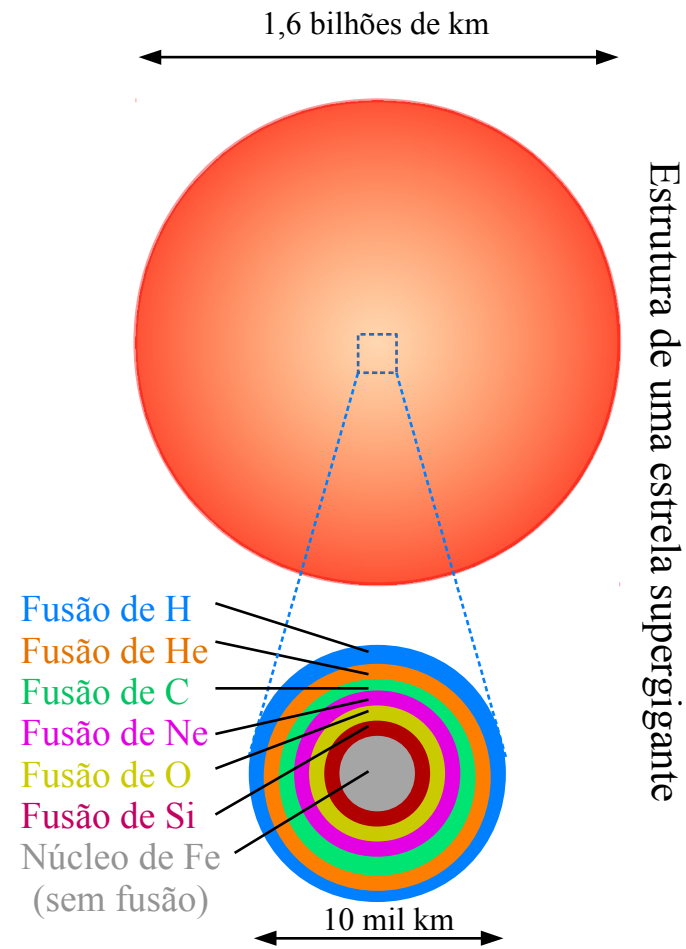
Evolução das estrelas de massas $M \gtrsim 8M_{\odot}$

Após sair da SP, evolução é parecida com as estrelas de massa $> 2M_{\text{sol}}$
 → fusão no núcleo de He e na camada de H. Quando acaba o Hélio no núcleo → o núcleo denso de C e O.

Entretanto, diferente das estrelas de pouca massa, a T é suficientemente alta para fundir esses elementos → **nucleossíntese** em camadas → geram alta pressão de radiação → supergigante.

Estágios do núcleo de uma estrela de $\sim 25 M_{\text{sol}}$

Estágio	Produto	T (10^9 K)	ρ (g/cm^3)	Duração
Fusão de H	He	0,04	5	7×10^6 anos
Fusão de He	C e O	0,2	7×10^2	5×10^5 anos
Fusão de C	Ne, Na, Mg, Al	0,6	2×10^5	600 anos
Fusão de Ne	O, Mg	1,2	4×10^6	1 ano
Fusão de O	Si, S, Ar, Ca	1,5	1×10^7	0,5 ano
Fusão de Si	S, Ar, Ti, ..., Ni, Fe	2,7	3×10^7	1 dia
Colapso	–	5,4	3×10^9	0,2 segundo
“bounce”	–	23	4×10^{14} (ρ_{nuclear})	milisegundos
super-nova	–	~ 1	–	horas

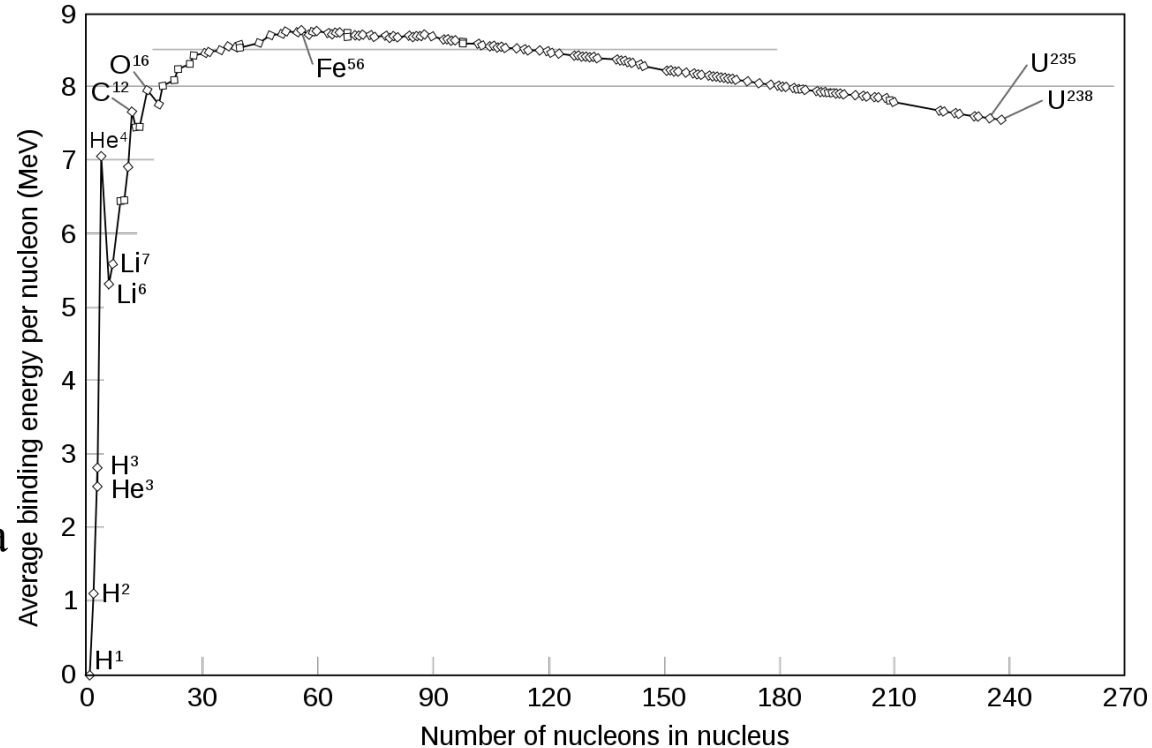


Evolução das estrelas de massas $M \gtrsim 8M_{\odot}$

Não há fusão de Fe porque não é uma reação exotérmica (elemento mais estável).

Sem fusão, a pressão gravitacional sobre o núcleo é suportada pela **pressão de degenerescência** dos elétrons do núcleo.

Fe continua a ser depositado no núcleo (fusão na camada superior de Si). Quando o núcleo atinge o limite de Chandrasekhar (1,44 Msol) a pressão de degenerescência não pode mais contrabalançar a pressão gravitacional → **supernova tipo II**



Evolução das estrelas de massas $M \gtrsim 8M_{\odot}$

Colapso do núcleo (após atingir o limite de Chandrasekhar):

Temperatura aumenta muito (~ 5 bilhões de K) e muito rapidamente (~ 0.1 s) e a densidade é muito alta (\sim bilhões de g/cm^3)

Nestas condições, 2 processos (que consomem energia) se tornam relevantes:

Foto-desintegração: fótons de alta energia desintegram elementos pesados em prótons, nêutrons e elétrons. Basicamente, milhões de anos de fusão são desfeitos em frações de segundo.

Neutronização: como a densidade é muito alta, elétrons e prótons se combinam em nêutrons e neutrinos. (Nêutrons são mais massivos que $p+e \rightarrow$ consomem energia. Muita energia cinética é carregada pelos neutrinos para fora do núcleo.)

Ambos processos roubam energia apressando o colapso.

Há tanta matéria densa nas camadas acima do núcleo que os neutrinos, mesmo interagindo fracamente, não escapam imediatamente e empurram essas camadas para longe do núcleo.

Evolução das estrelas de massas $M \gtrsim 8M_{\odot}$

“Bounce” do núcleo:

0,25 s após a foto-desintegração e neutronização, a densidade aumenta mais ainda (da ordem da densidade nuclear $\sim 10^{14}$ g/cm³). Neste momento, o colapso pára completamente e o núcleo “quica”.

Os gases das camadas externas estão caindo sobre o núcleo com velocidades $\sim 0,2c$ e se chocam com o núcleo que está se expandindo após ter quicado.

Este choque pára a expansão do núcleo e reverte o curso da matéria que estava caindo. A matéria agora sobe supersonicamente numa onda de choque que rompe a estrela em questões de horas (velocidade $\sim 0,1c$): [supernova tipo II](#).

Reações nucleares muito energéticas acontecem na onda de choque produzindo elementos mais pesados que o Fe.

Supernovas do tipo II têm luminosidades ~ 10 bilhões Lsol. As mais brilhantes chegam a 100 bilhões Lsol.

Supernovas Ia e II

Tipo Ia:

- Sem H e He no espectro
- Sem progenitor visível
- Energia cinética total: 10^{44} J
- Energia E-M total: 10^{42} J
- Energia em neutrinos: não-apreciável
- 1 a cada 36 anos na galáxia
- Ocorrem em espirais e elípticas
- Sem remanescente

Tipo II:

- Ambas linhas de H e He no espectro
- Progenitor: supergigante
- Energia cinética total: 10^{44} J
- Energia E-M total: 10^{41} J
- Energia em neutrinos: 10^{46} J
- 1 a cada 44 anos na galáxia
- Ocorrem em espirais
- Remanescente: estrelas de nêutrons e buracos negros

Supernovas Ia e II

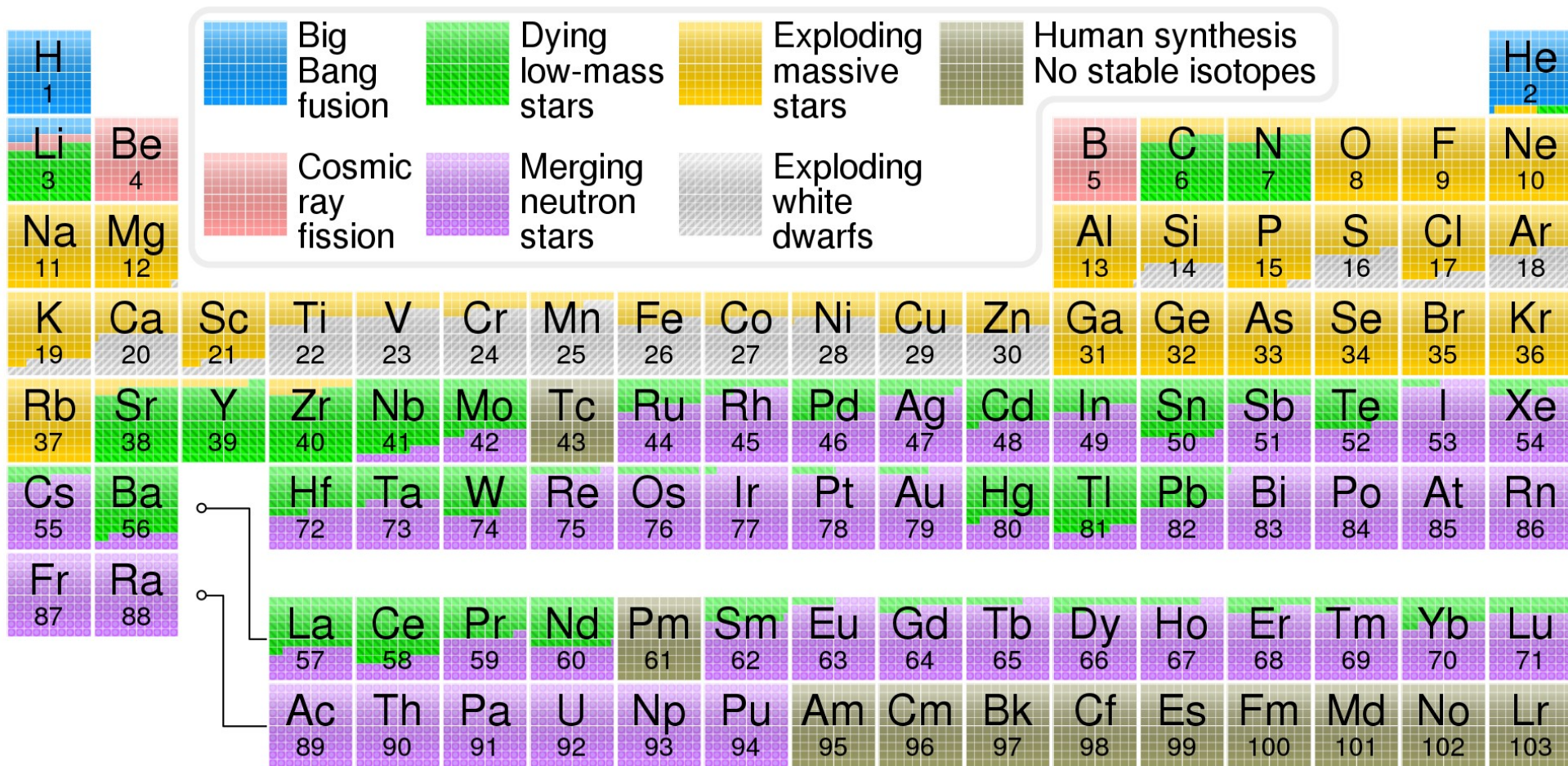
Supernova 1998bu em M96 (tipo Ia) a
31.310.000 anos-luz



Supernova 1987a (tipo II) na grande
nuvem de Magalhães



Nucleossíntese



Estrelas variáveis pulsantes

Após saírem da SP, as camadas ionizadas das estrelas expandem pela pressão de radiação e se esfriam (recombinação \rightarrow transparente). Os gases então se contraem o que provoca elevação da T (e ionização). Consequentemente, a pressão térmica aumenta causando nova expansão. Este ciclo se repete regularmente quando a estrela passa pela **faixa de instabilidade** do diagrama HR.

Estrelas RR Lira: estrelas de pouca massa que passam pela faixa de instabilidade após o flash do He. Períodos tipicamente menores do que 1 dia.

Estrelas Cefeidas I (ou Cefeidas clássicas): estrelas análogas às RR Lira porém de massas maiores ($>4 M_{\text{sol}}$). Temperaturas variam entre 6300 e 5000 K e período de 1 a 100 dias.

Estrelas Cefeidas II (ou W Virginis): análogas às cefeidas I da população tipo II (baixa metalicidade).

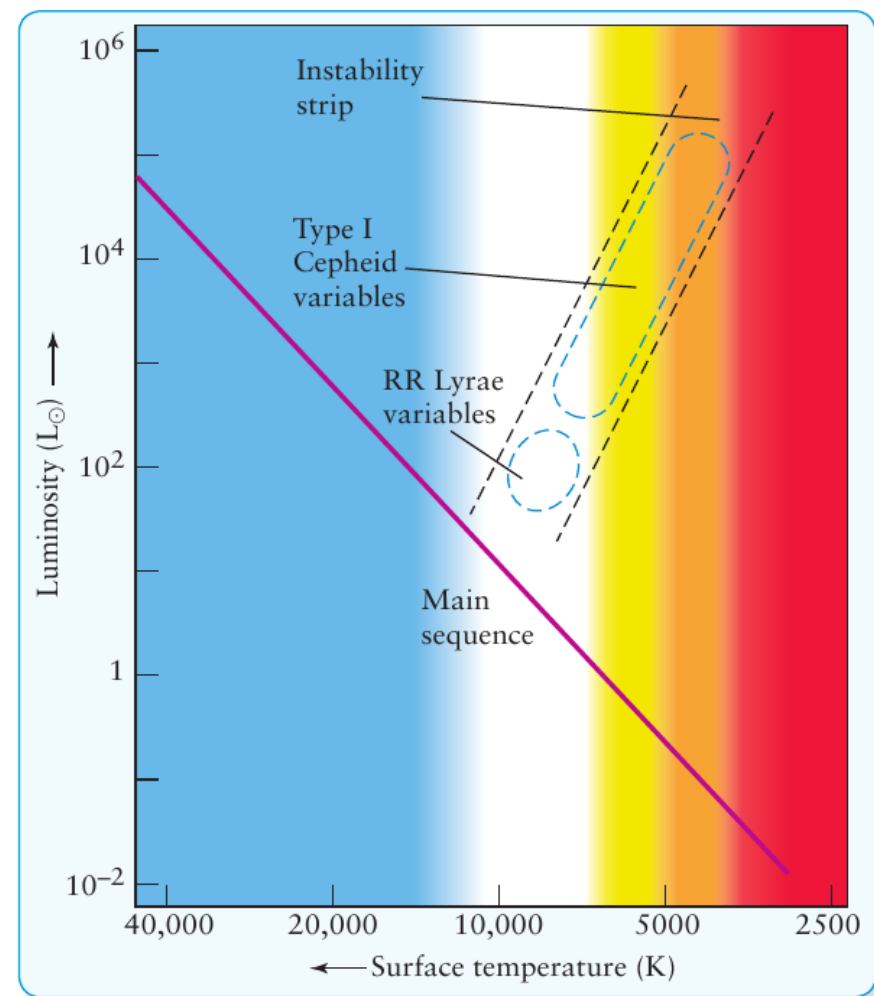


FIGURE 12-26 The Instability Strip The instability strip occupies a region between the main sequence and the giant branch on the H-R diagram. A star passing through this region along its evolutionary track becomes unstable and pulsates.

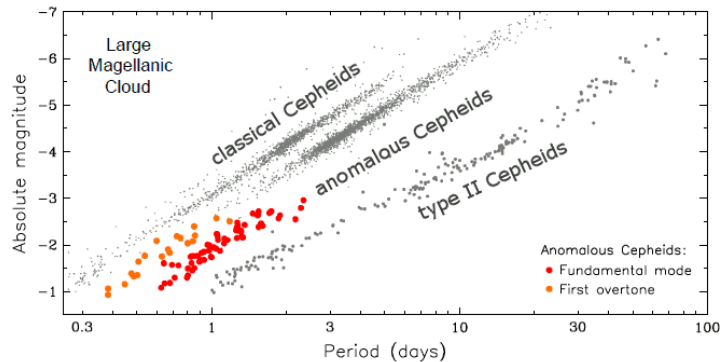
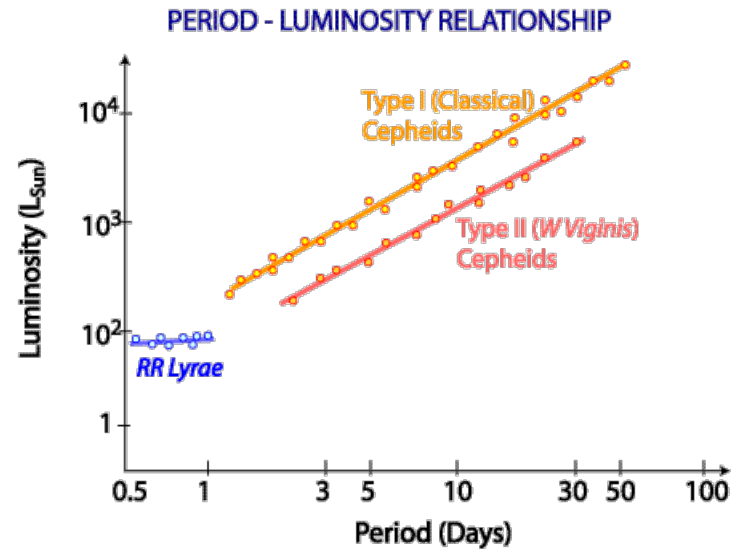
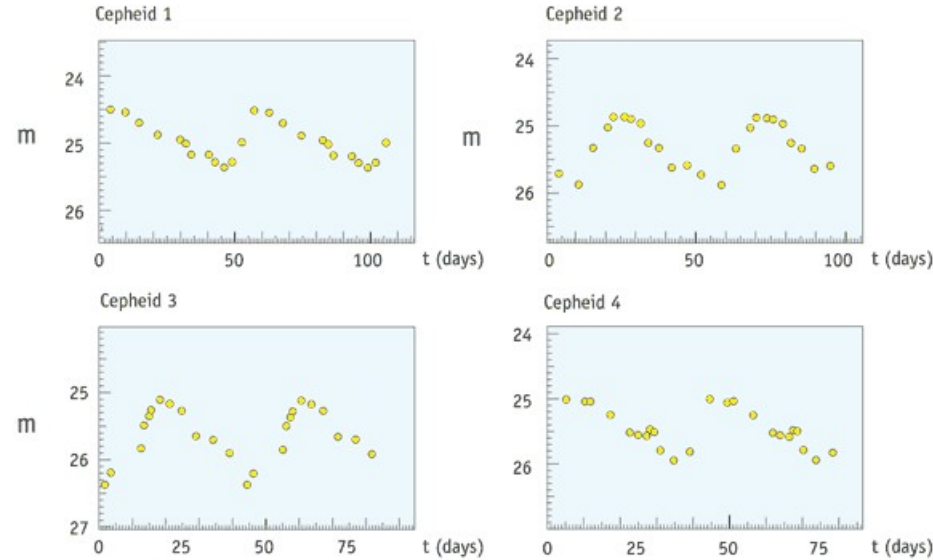
Estrelas Cefeidas

A **relação período-luminosidade** das estrelas cefeidas são muito úteis para a determinação de distâncias.

A relação entre a magnitude absoluta média e o período P da pulsação (obtida das 10 cefeidas tipo I mais próximas) é

$$\overline{M} = -(2.43 \pm 0.12) \log \left(\frac{P}{1 \text{ dia}} \right) - 1.62 \pm 0.14$$

Exemplos de curvas de luminosidade de Cefeidas



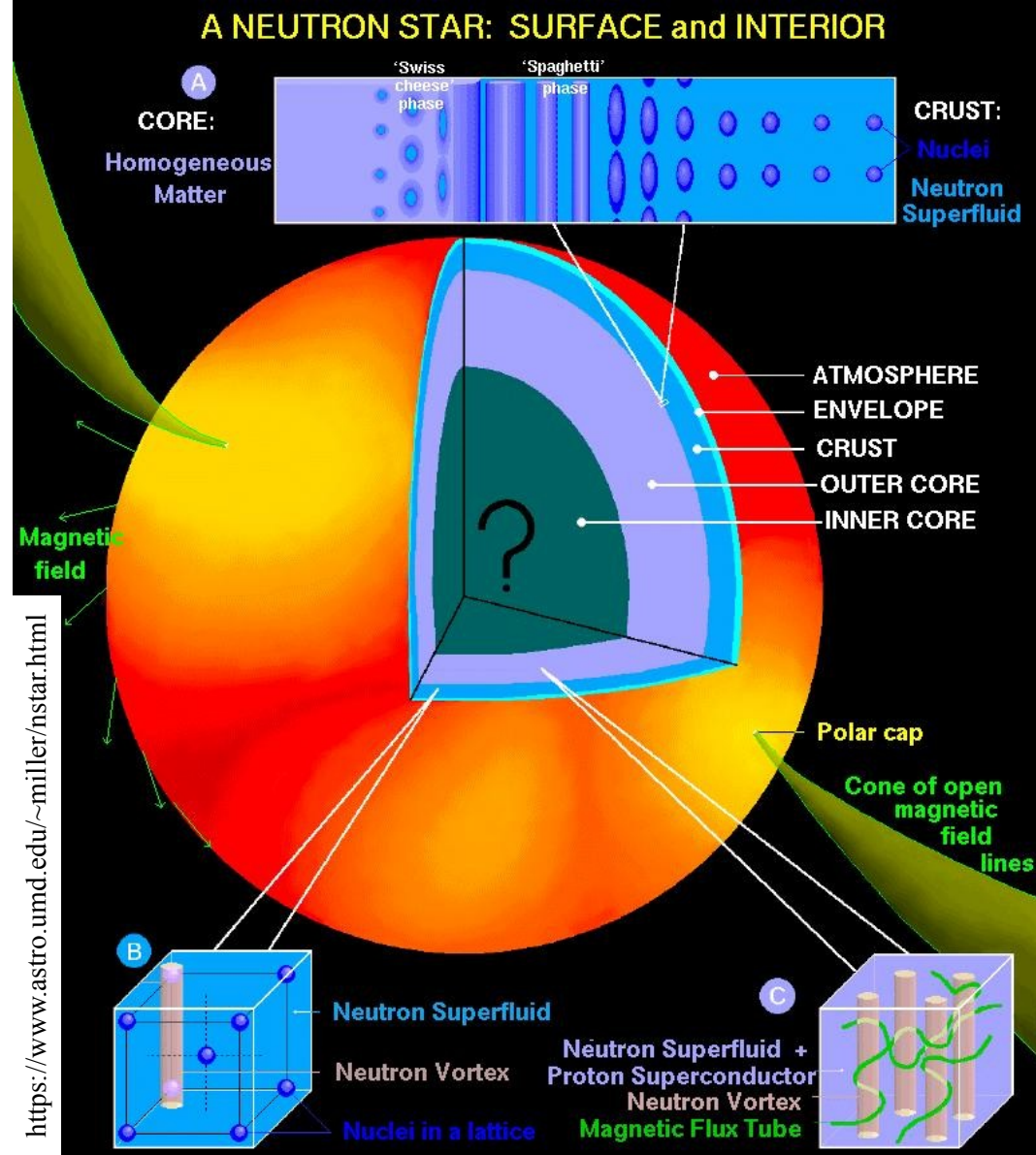
OBS.: A **relação período-luminosidade** depende da metalicidade da estrela. Isto indica que a composição química tem influência na evolução.

Estrelas de nêutrons

Remanescente de SNII. Progenitor: estrela com massa menor que $\sim 25 M_{\text{sol}}$. Têm massas entre 1,25 e 3 M_{sol} e raio da ordem $\sim 10 \text{ km} \rightarrow \rho \sim 10^{17} \text{ kg/m}^3$ (densidade nuclear). A pressão gravitacional é equilibrada pela **pressão de degenerescência** dos nêutrons. Intensos campos magnéticos ($B \sim 10^{12} \text{ Gauss} = 10^8 \text{ T}$). Gravidade superficial $\sim 10^{11} g$.

Atmosfera e topo da crosta de ^{56}Fe e elementos mais leves. Neutron superfluido e supercondutor de prótons nas camadas mais internas (**origem do B ?**).

Após o “nascimento”, $T \sim 10^{12} \text{ K}$. Após $\sim 2 \text{ s}$, $T \sim 10^{11} \text{ K}$ (**efeito URCA**: neutrinos carregam energia para fora da estrela). Inicialmente, a estrela esfria de dentro para fora. Quando a produção de neutrinos cessa, o resfriamento se dá por mecanismos usuais como irradiação. Uma estrela de mil anos tem $T_{\text{sup}} \sim$ poucos milhões de K.



Exercício

Assinale a alternativa correta.

Estrelas de nêutrons

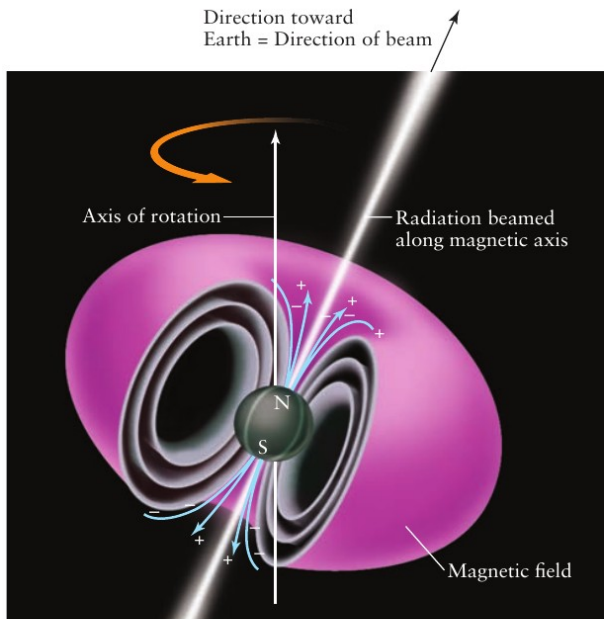
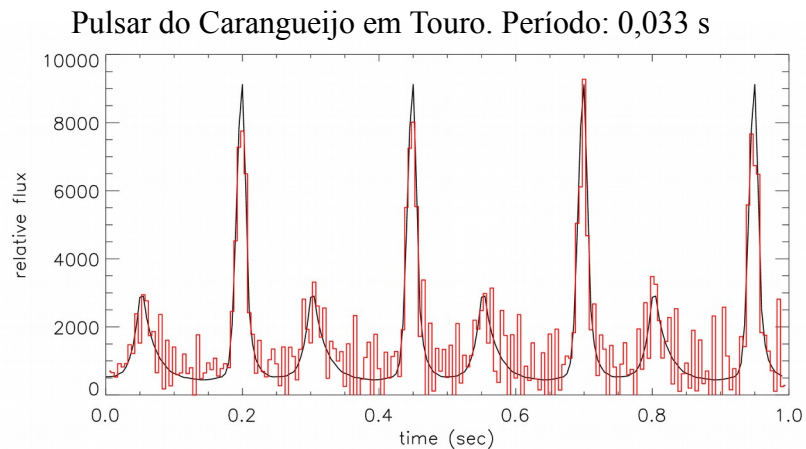
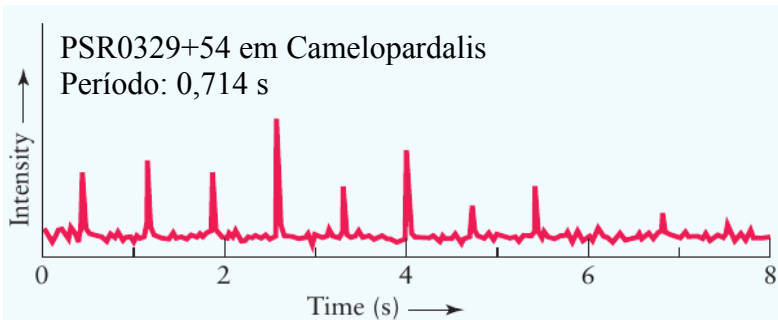
- 1) são muito quentes e, portanto, fáceis de serem detectadas.
- 2) são pouco luminosas e, portanto, difíceis de serem detectadas.
- 3) estão associadas a uma nebulosa remanescente de supernova e, portanto, fáceis de serem detectadas.
- 4) estão encapsuladas em uma espessa nebulosa e, portanto, são difíceis de serem detectadas.

Estrelas de nêutrons: pulsares

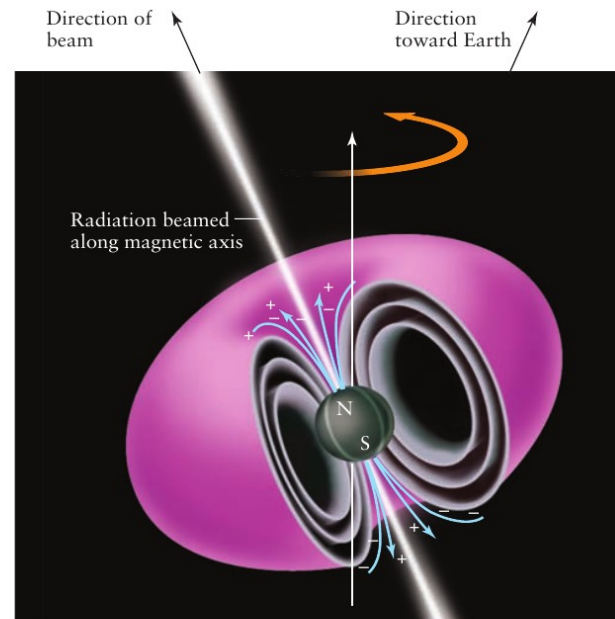
Conservação do momento angular \rightarrow altas velocidades de rotação \rightarrow **Pulsar** (quando na linha de visada)

Variação do campo magnético gera campos elétricos que **aceleram íons próximos** \rightarrow irradiam (em feixes) ondas de rádio e, dependendo das condições, no visível e em raios-X.

Possível fonte de raios cósmicos de ultra-alta energia?



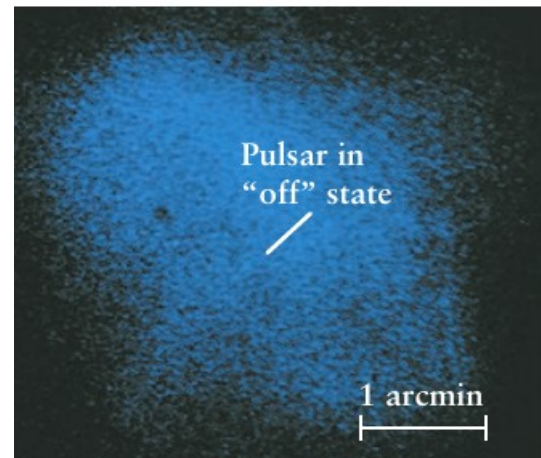
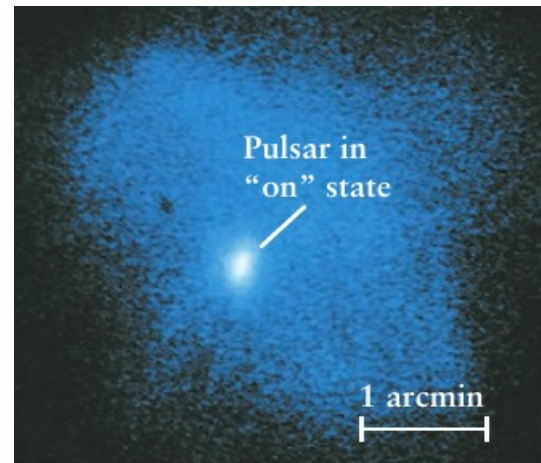
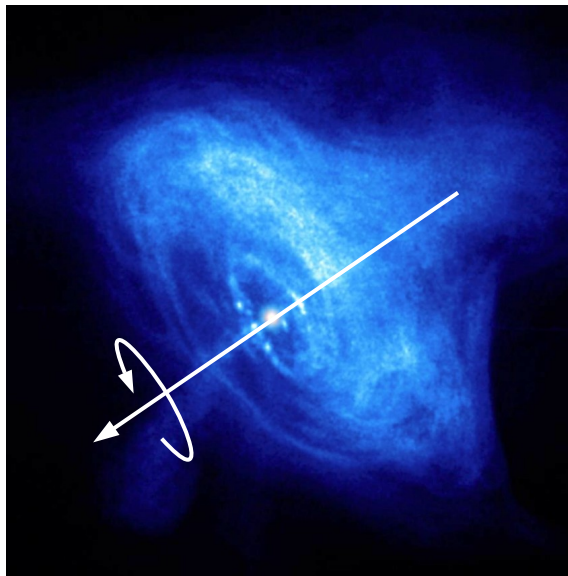
a One of the beams from the rotating neutron star is aimed toward Earth: We detect a pulse of radiation.



b Half a rotation later, neither beam is aimed toward Earth: We detect that the radiation is "off."

Estrela de nêutrons: pulsares

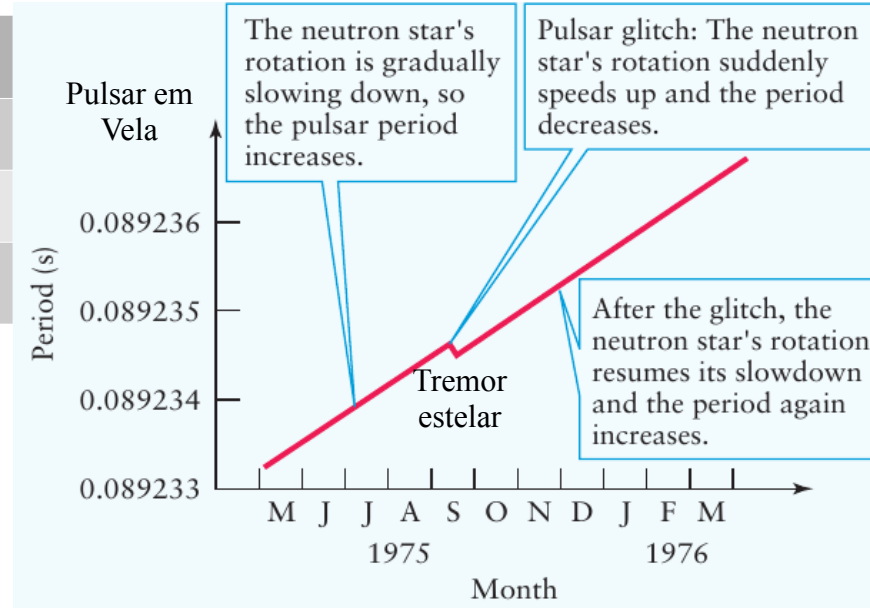
Nebulosa do caranguejo em Touro a 6 mil al de distância.
SNII vista em 1054 E.C.



Pulsares, período e transferência de energia

	M (kg)	R (Mm)	T_{rot}	I (kg m ²)	E_c (J)
Terra	6×10^{24}	6,4	1 d	10^{38}	$2,5 \times 10^{29}$
Sol	2×10^{30}	700	26 d	4×10^{47}	$1,5 \times 10^{36}$
Crab Pulsar	3×10^{30}	0,01	33 ms	10^{38}	2×10^{42}

Sabemos que o período de revolução desses objetos não são constantes. O pulsar do caranguejo, por exemplo, [atrasa](#) 36,4 ns por dia. Esse atraso parece inócuo porque em 1 ano o período aumentaria de 0,013 ms. Mas quanto de energia cinética de rotação é perdida?



$$\begin{aligned}
 \bar{P}_{\text{crab}} &= -\frac{E_{c,\text{hoje}} - E_{c,\text{ontem}}}{24 \text{ horas}} \approx -\frac{dE_c}{dt} = -\frac{d}{dt} \left(\frac{1}{2} I \omega^2 \right) = -\frac{d}{dt} \left(\frac{1}{2} I \left(\frac{2\pi}{T} \right)^2 \right) \\
 &= -\frac{1}{2} I (2\pi)^2 \frac{d}{dt} (T^{-2}) = -\frac{1}{2} I (2\pi)^2 \left(\frac{-2}{T^3} \frac{dT}{dt} \right) = 2E_c \left(\frac{1}{T} \frac{dT}{dt} \right) \\
 &= \frac{2E_c \delta T}{T \times 24 \text{ horas}} \approx 5 \times 10^{31} \text{ W} \quad (\approx \text{luminosidade da nebulosa})
 \end{aligned}$$

Compare com

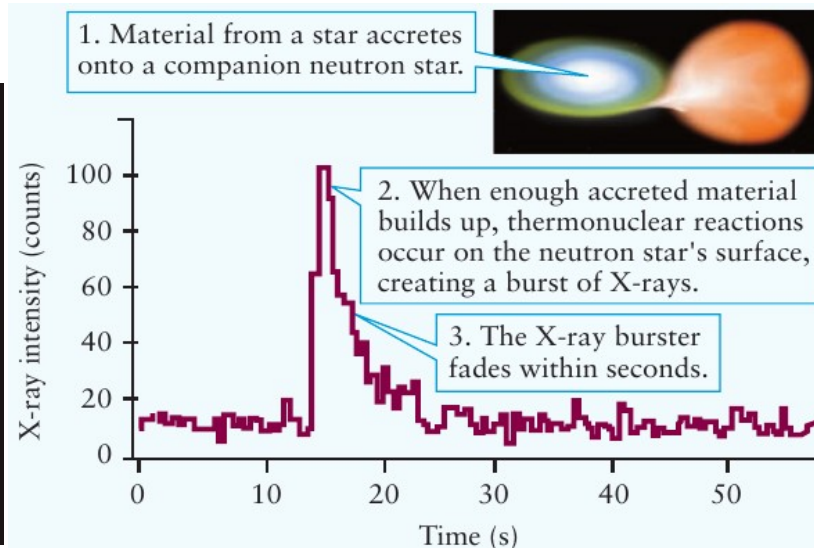
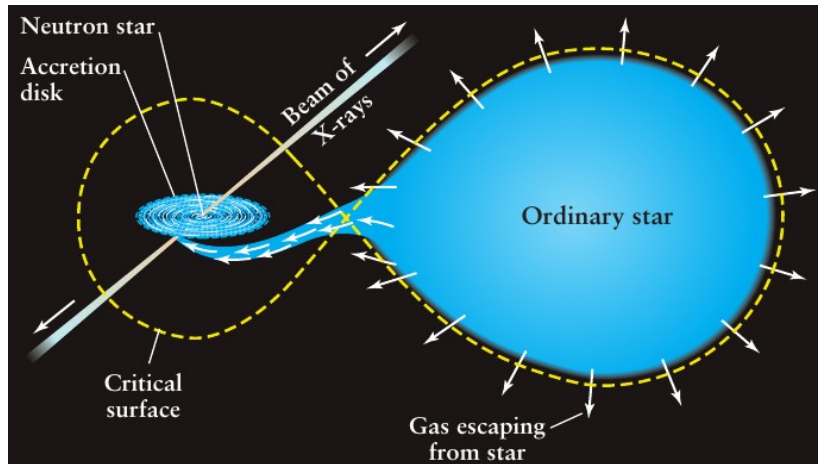
$$L_{\odot} \approx 4 \times 10^{26} \text{ W} \ll \bar{P}_{\text{crab}}$$

Estrela de nêutrons: mais pulsares

Pulsares girantes: perda da energia cinética rotacional é a fonte de energia.

Pulsares de acreção (maioria da pulsares de raios-X; sistema binário): fonte é a energia potencial gravitacional do gás do disco de acreção. Íons caem nos polos em altas velocidades → “hot spots” ($\sim 10^8$ K) emitem raios-X. (Acreção causa “reciclagem”: diminuição do período de rotação.)

Magnetars (repetidoras de raios gama moles e pulsares de raios-X anômalos): energia vem da diminuição do alto campo magnético. Quando ainda jovem ($T \sim 10^{11}$ K e girando \sim poucos ms), $B \sim 10^{15}$ Gauss = 10^{11} T, fortes o suficiente para causar **tremores estelares** (“starquake”) → erupções de raios-X e raios gama “moles”.



Erupções de raios-X: Análogo à nova em anãs-brancas, mas com **fusão de He** (H é funcionado assim que cai na superfície emitindo raios-X continuamente em “baixas” intensidades)

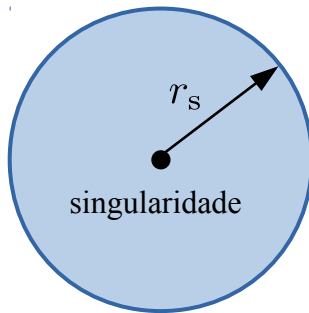
Buracos negros

Progenitor: remanescente de SNII de estrelas com massas maiores que $\sim 25 M_{\text{sol}}$. (A estrela de nêutrons que resultaria teria massa maior que $3 M_{\text{sol}}$. A pressão de degenerescência dos nêutrons não conseguiria suportar a atração gravitacional.) OBS: Este é o caso de [BN estelares](#).

Propriedades: Massa, carga e momento angular. Apesar da formação do BN ser complicada, o objeto em si é relativamente simples. Todos os detalhes da matéria são perdidos porque a densidade é “virtualmente” infinita: [singularidade](#). Entretanto, não há uma teoria que descreva BNs em nível microscópico. Para descrever a singularidade, precisamos unir Relatividade Geral e Mecânica Quântica.

Horizonte de eventos: Região (esférica de raio r_s , raio de Schwarzschild, se BN não está girando) em torno da singularidade de onde a luz não escapa.

$$r_s = \frac{2GM}{c^2}$$

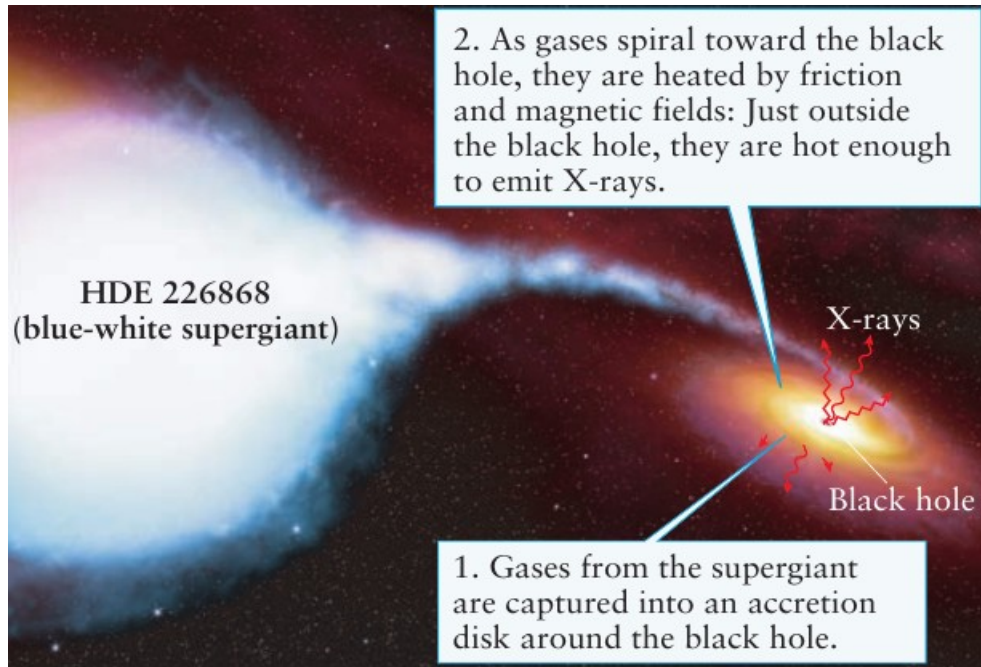


horizonte de eventos

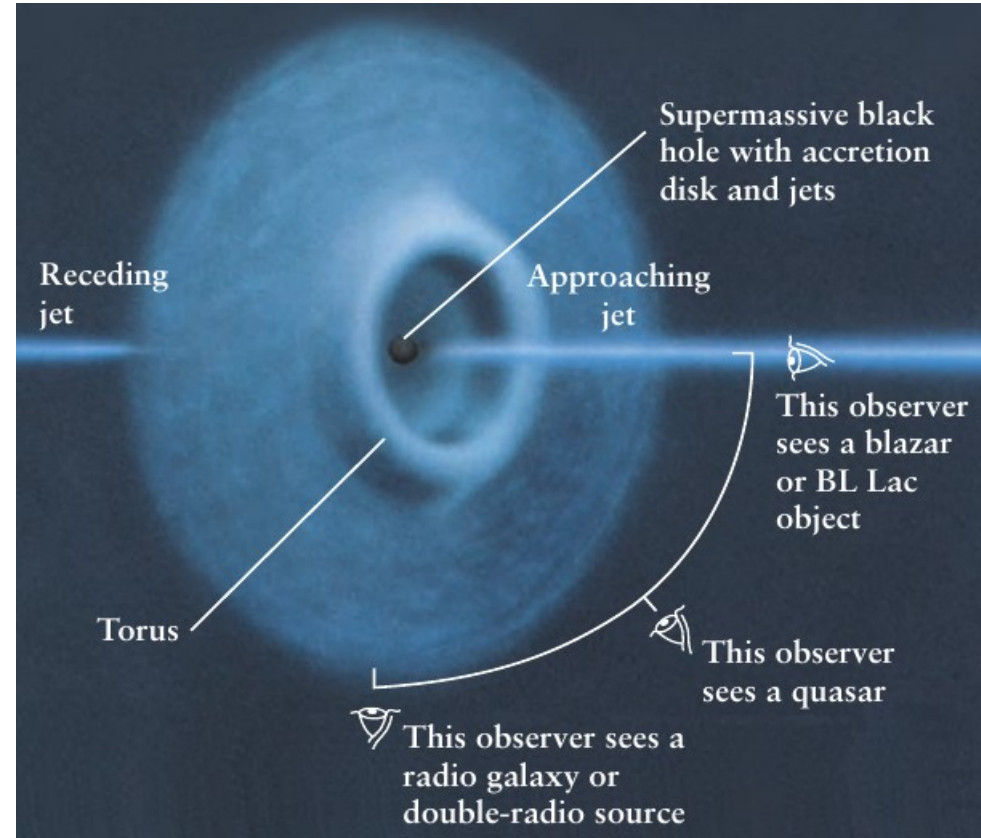
Objeto	Massa (kg)	Raio (m)	r_s (m)
BN em M87	13×10^{39}		18×10^{12}
SgA*	8×10^{36}		12×10^9
Sol	2×10^{30}	7×10^8	3×10^3
Terra	6×10^{24}	6×10^6	9×10^{-3}

Buracos negros

Fontes de raios-X: como no caso de anãs-brancas e estrelas de nêutrons, BN + estrela → disco de acreção aquece a ponto de emitir raios-X. Jatos de partículas também são formados guiados pelos campos magnéticos gerados pelos íons do disco de acreção.



Este processo também acontece em BNSM no centro de diversas galáxias

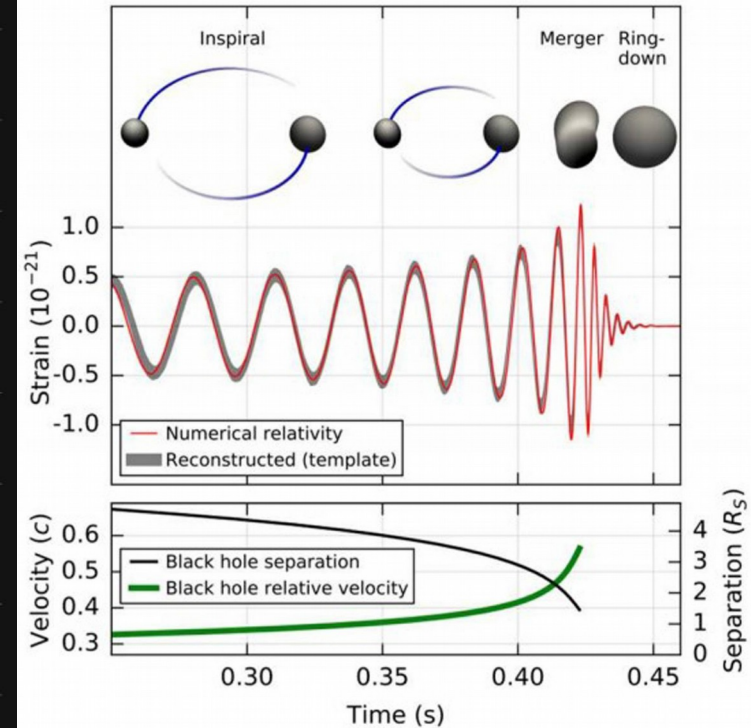
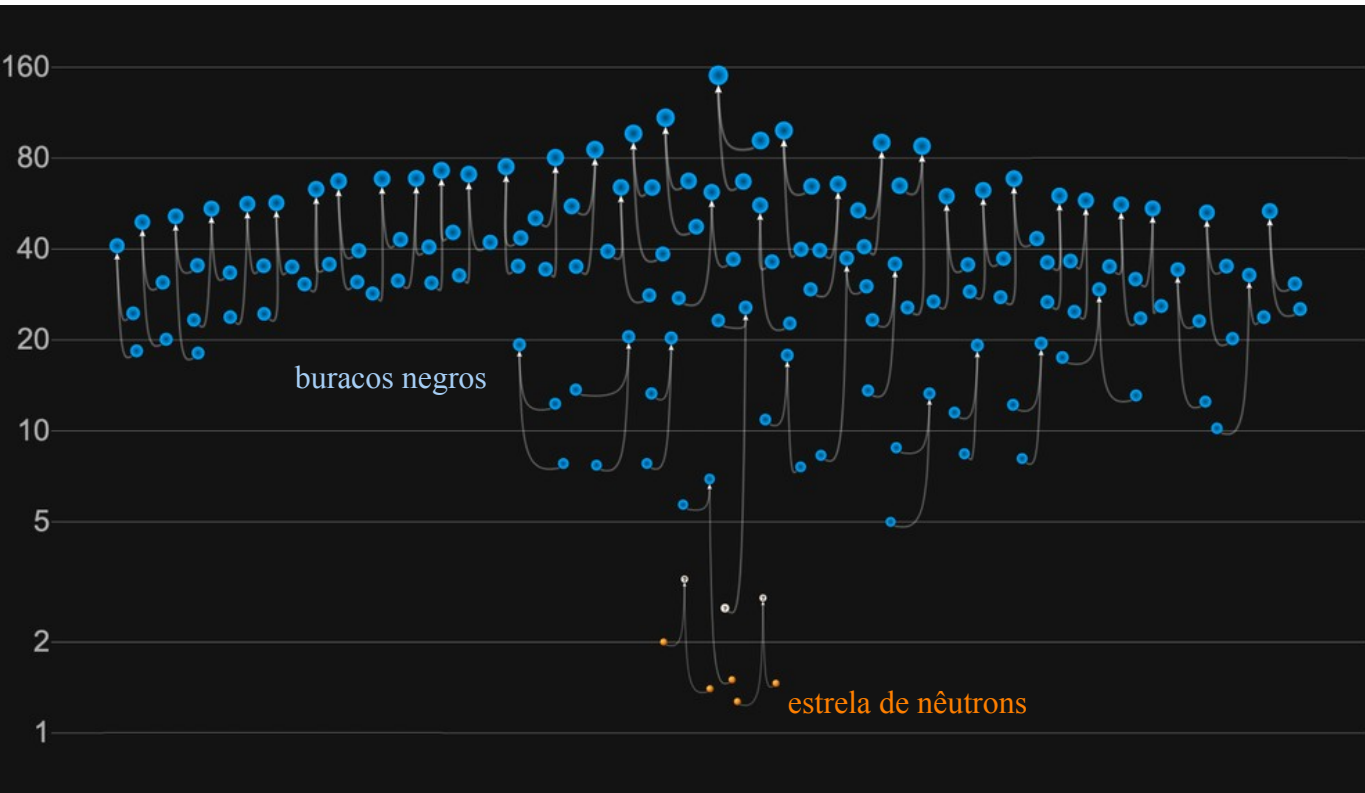


Visão artística do binário Cygnus X-1. Estima-se que a estrela tenha de 24 a 42 M_{sol} , e o BN de 11 a 21 M_{sol} e encontra-se a 6200 al de distância.

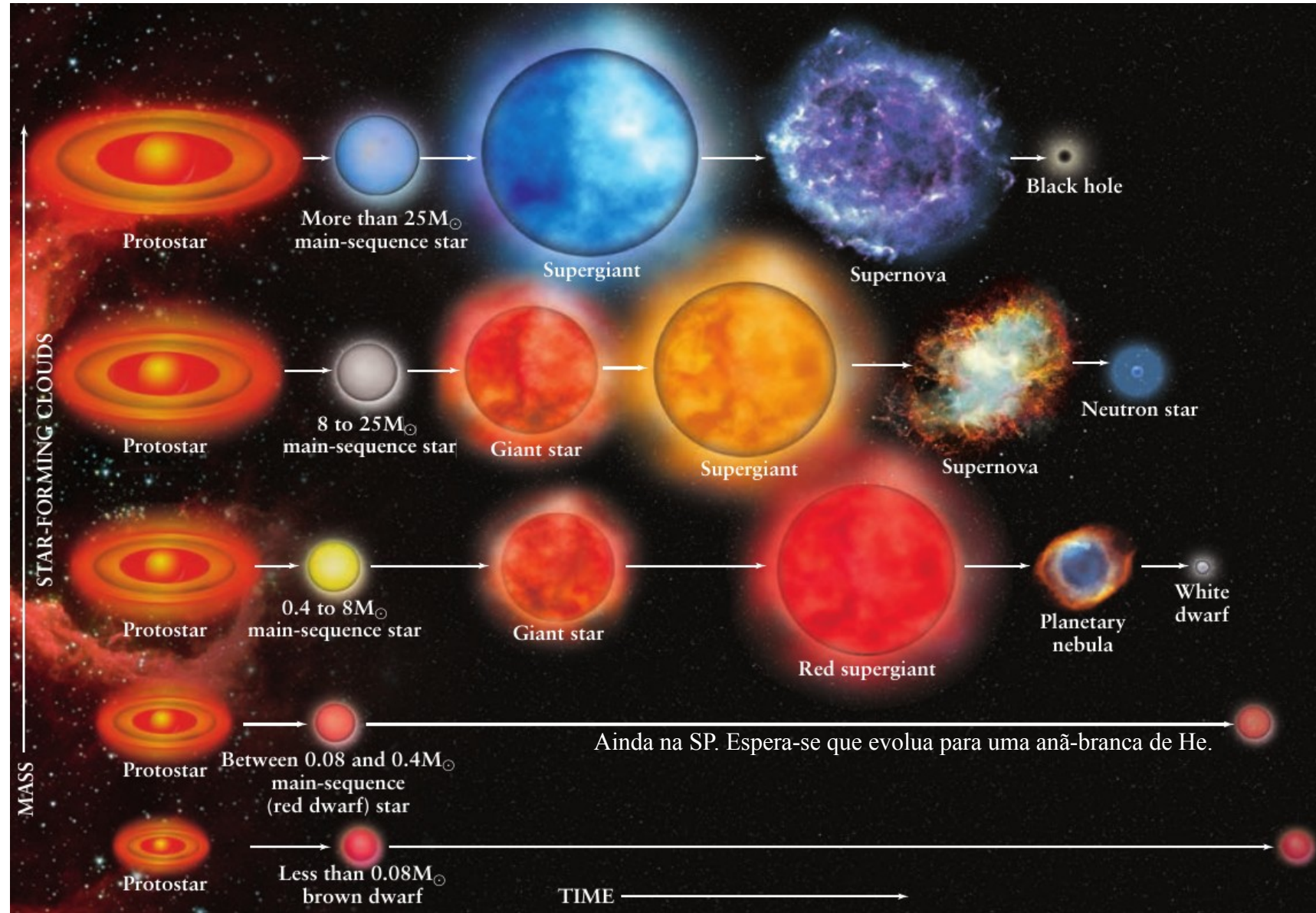
Coalescência de BNs e estrelas de nêutrons

BNs: eventos mais “brilhantes” (em ondas gravitacionais) do universo. (GW150914: $35+30 \rightarrow 62+3$.
Últimos milissegundos $L \sim 10^{49}$ W.)

Estrelas de nêutrons: nucleossíntese de elementos pesados.



Resumindo...



Resumindo...

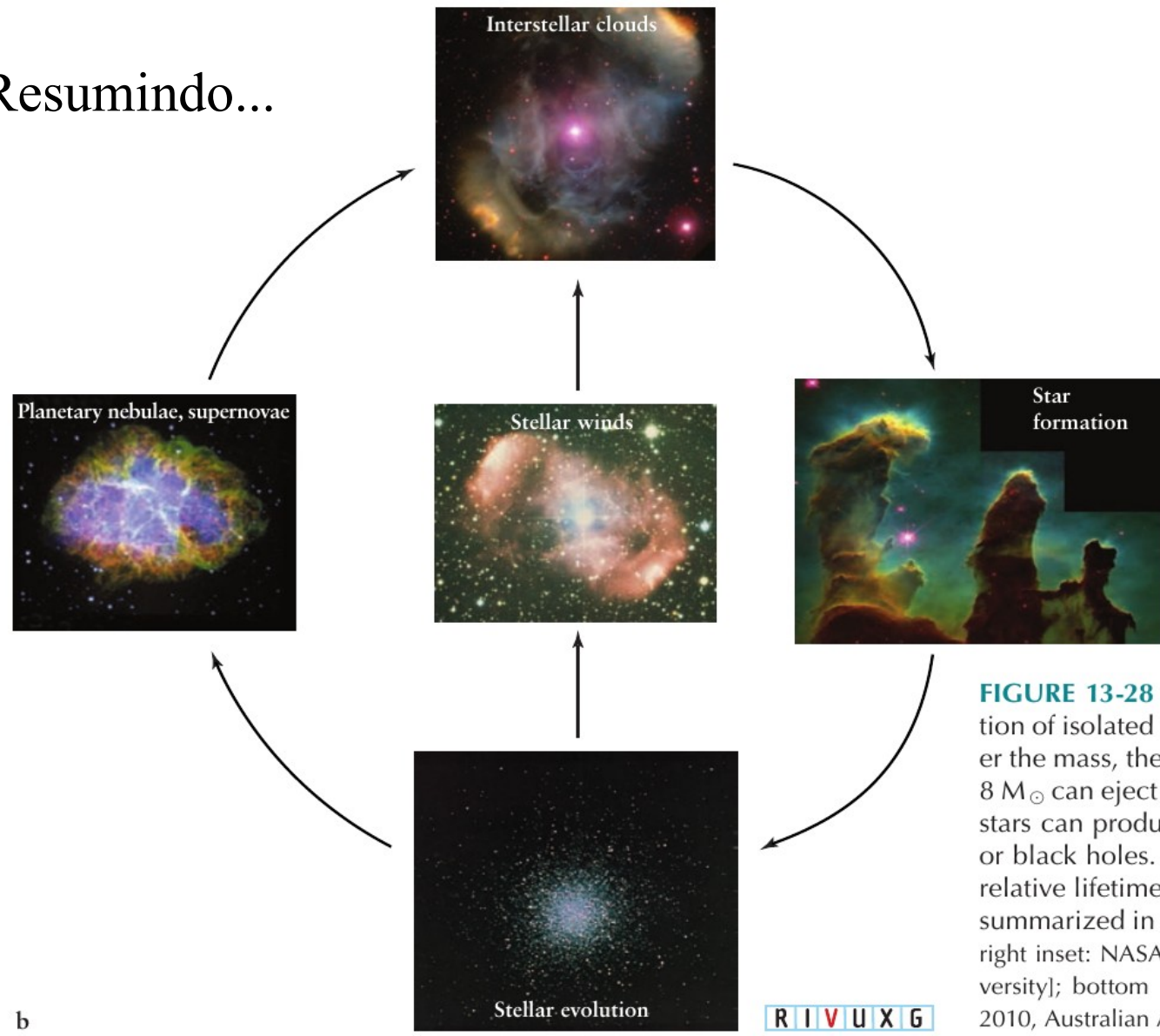


FIGURE 13-28 A Summary of Stellar Evolution (a) The evolution of isolated stars depends primarily on their masses. The higher the mass, the shorter the lifetime. Stars less massive than about $8 M_{\odot}$ can eject enough mass to become white dwarfs. High-mass stars can produce Type II supernovae and become neutron stars or black holes. The horizontal (time) axis is not to scale, but the relative lifetimes are accurate. (b) The cycle of stellar evolution is summarized in this figure. (a: Imagineering; top inset: Science Source; right inset: NASA/ ESA/STScI/J. Hester & P. Scowen [Arizona State University]; bottom inset: NASA; left inset: NASA; middle inset: © 1980-2010, Australian Astronomical Observatory, photograph by David Malin)