

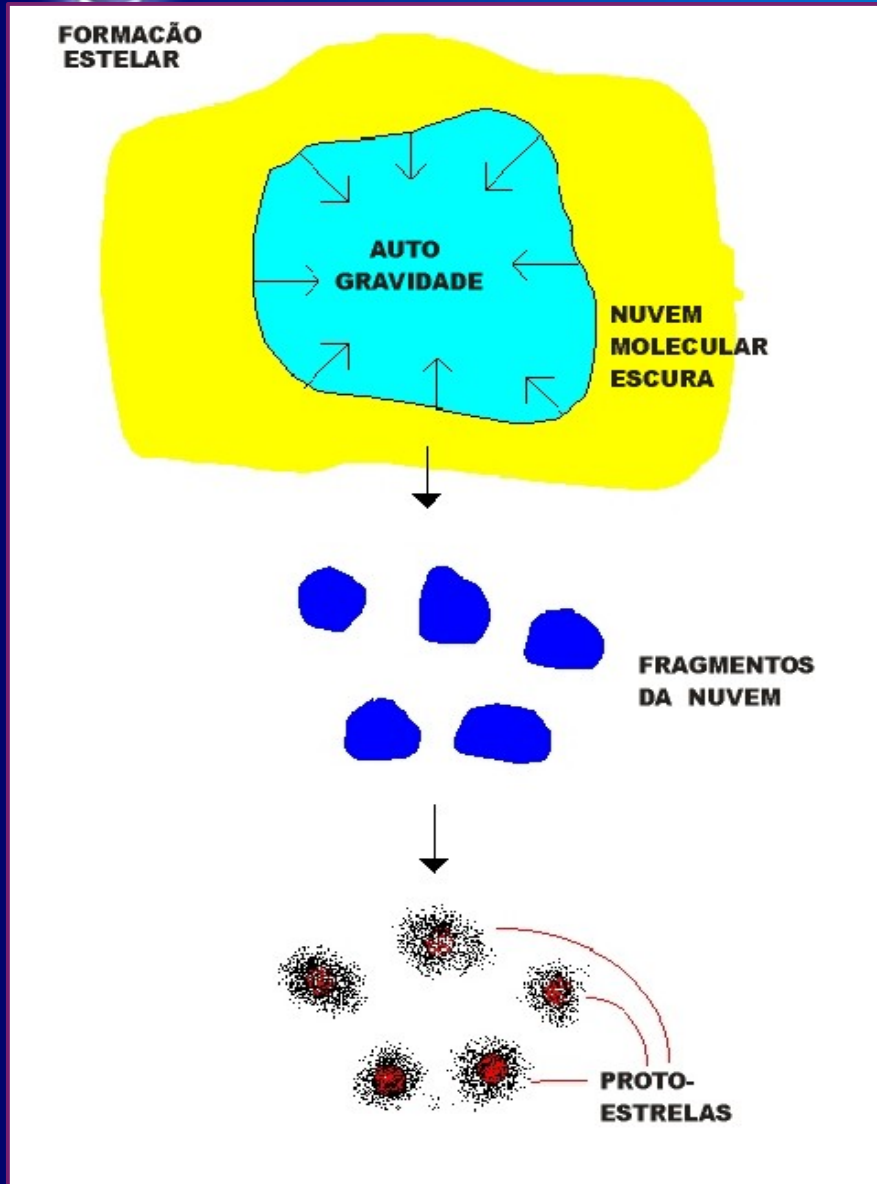
V Escola José Plínio Baptista

Breve história da Evolução Estelar Simples

Alejandra Daniela Romero

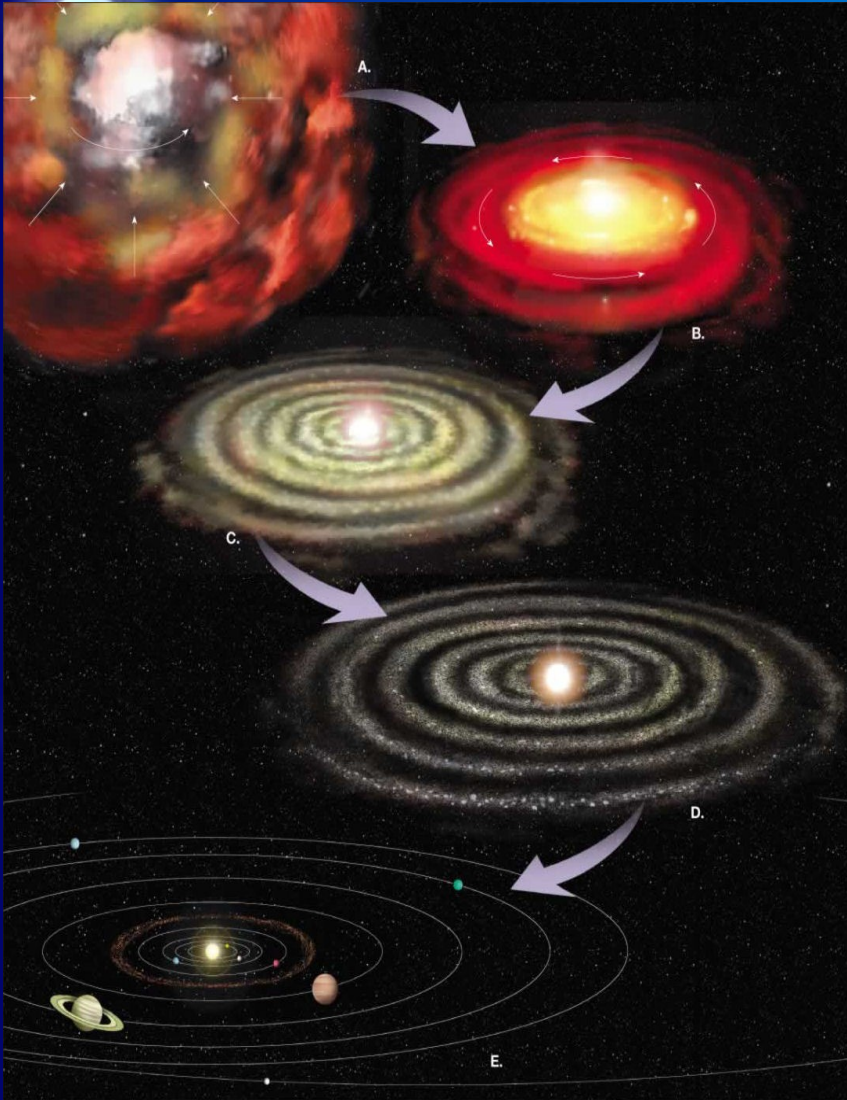


Formação estelar: Nuvem primordial



- Colapso de nuvem molecular, $10\,000\,M_{\text{sol}}$;
- Colapso isotérmico: fragmentação em nuvens menores;
- Liberação de energia gravitacional $\rightarrow$ aumento da temperatura;
- Contração: aumento da temperatura e da densidade.

Formação estelar



- Por conservação do momento angular, se forma um disco proto-planetário em volta de um centro “esférico” onde a protoestrela acreta material;
- Acreção de massa na protoestrela, a contração aumenta a densidade e a temperatura;
- Quando $T_c \sim 6 \cdot 10^6 \text{ K}$, começam as reações nucleares no centro;
- A acreção para, um vento se gera que barre todo o material não acretado por planetas;
- A estrela entra na etapa de Sequência Principal.



Massas estelares

Massa mínima

$0.072 M_{\text{sol}}$, o núcleo não atinge a temperatura de fusão de hidrogênio.

Massa máxima:



Limite de Eddington: $\sim 200 M_{\text{sol}}$ (depende da composição da nuvem primordial).

O gradiente de pressão supera à contração gravitacional.



Estrutura estelar

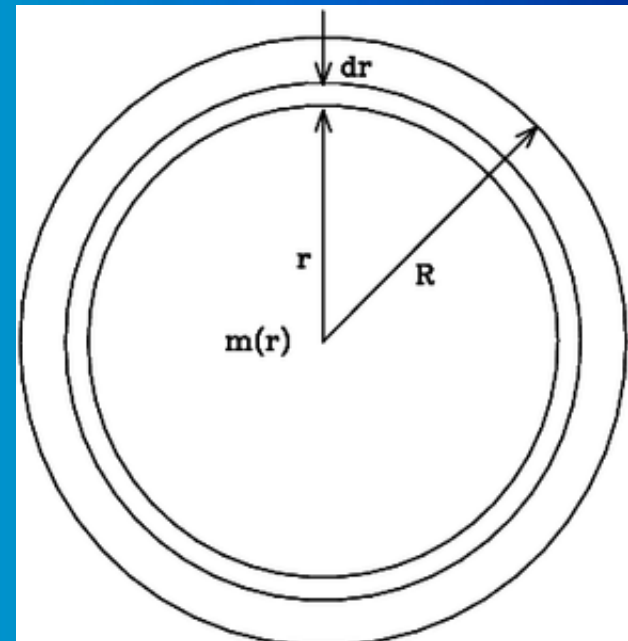
Simetria esférica



Estrutura mecânica

$$\frac{dM_r}{dr} = 4\pi\rho r^2$$

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{GM_r}{r^2}\rho$$



Estrutura estelar

Estrutura mecânica

$$\frac{dM_r}{dr} = 4\pi\rho r^2$$

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{GM_r}{r^2}\rho$$

$$\frac{dL_r}{dr} - 4\pi\rho r^2 \left(\epsilon - T \frac{dS}{dr} \right)$$

Conservação da energia

Equação de estado

$$\frac{dT}{dr} = -\frac{3}{4ac} \frac{\kappa\rho}{T^3} \frac{L_r}{4\pi r^2}$$

$$P = \frac{\rho}{m}kT + \frac{1}{3}aT^4$$

Transporte
de energia

$$\frac{dT}{dr} = -\frac{\Gamma_2 - 1}{\Gamma_2} \frac{T}{P} \frac{dP}{dr}$$

$$P = K\rho^n$$

Fonte de energia

Qual a fonte de energia das estrelas que produz a pressão interna?

Escala dinâmica: O tempo que tardaria a estrela em colapsar pela gravidade se a pressão desaparece subitamente.

$$\tau_{\text{din}} \approx \sqrt{\frac{R^3}{GM}} \sim 0.5 \text{ horas}$$

Fonte de energia

Escala térmica: Tempo que leva a estrela em liberar sua energia térmica, ou seja, esfriar.

$$\tau_{\text{term}} \approx \frac{0.5M^2/R}{L} \sim 2 \times 10^7 \text{ anos}$$

Durante o século XIX, os geólogos e os biólogos encontraram evidências de que a Terra deve ter uma idade da ordem de centenas de milhões de anos (10^8 anos).

Fonte de energia

A resposta veio com Albert Einstein e a Teoria da Relatividade:

$$E=mc^2$$

A matéria pode ser convertida em energia: fusão nuclear

O centro do Sol, tem uma temperatura de ~15 milhões de K suficiente para fusionar 4 átomos de hidrogênio em um átomo de hélio.

$$m(4 \text{ H}) - m(1 \text{ He}) = 0.007 m(4 \text{ H})$$

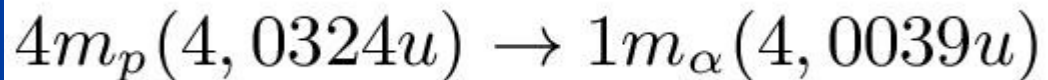
então $0.007 m(4\text{H})$ foi convertida em energia.

O Sol converte 600 000 milhões de kg de H em He por s.

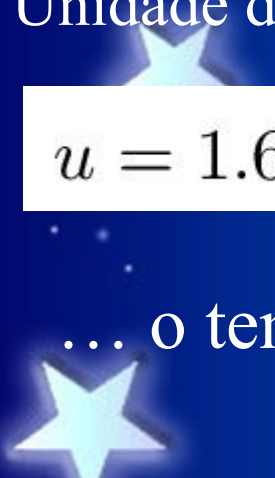


Sequência Principal

Energia liberada pela queima de hidrogênio



Unidade de massa atômica


$$u = 1.66 \times 10^{-27} \text{ kg}$$

$$\Delta m = 0.0285u \sim 0.7\%$$

... o tempo de vida na sequência principal para o Sol...


$$E_{SP} = 0.007 \times 0.1 \times M \times c^2$$

$$E_\odot = 1.26 \times 10^{44} \text{ J}$$

$$L_\odot = 3,9 \times 10^{26} \text{ J/s}$$

$$t_{SP} = \frac{E_\odot}{L_\odot} = 10^{10} \text{ anos}$$

Sequência Principal

- Etapa mais longa na vida das estrelas:

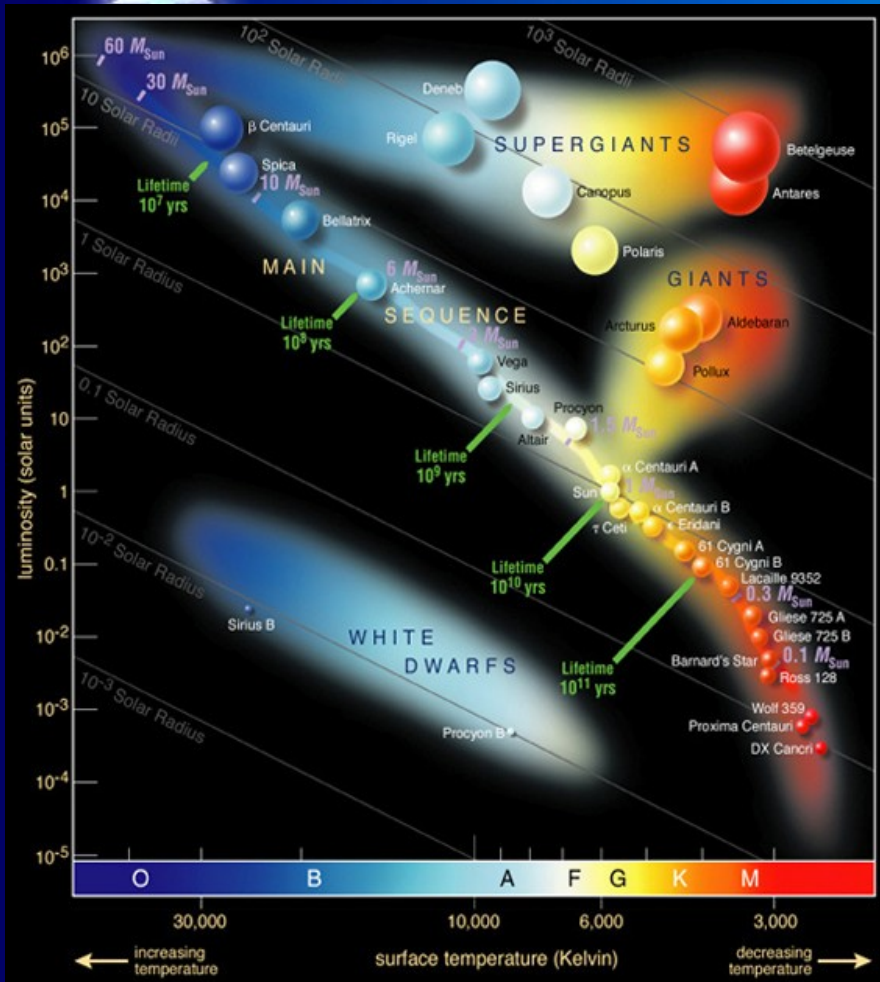
$$\tau_{SP} \propto \frac{X_H M c^2}{L} \sim 10^{10} \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)^{-2} \text{ anos}$$

10^{10} anos para $1 M_{\text{sol}}$

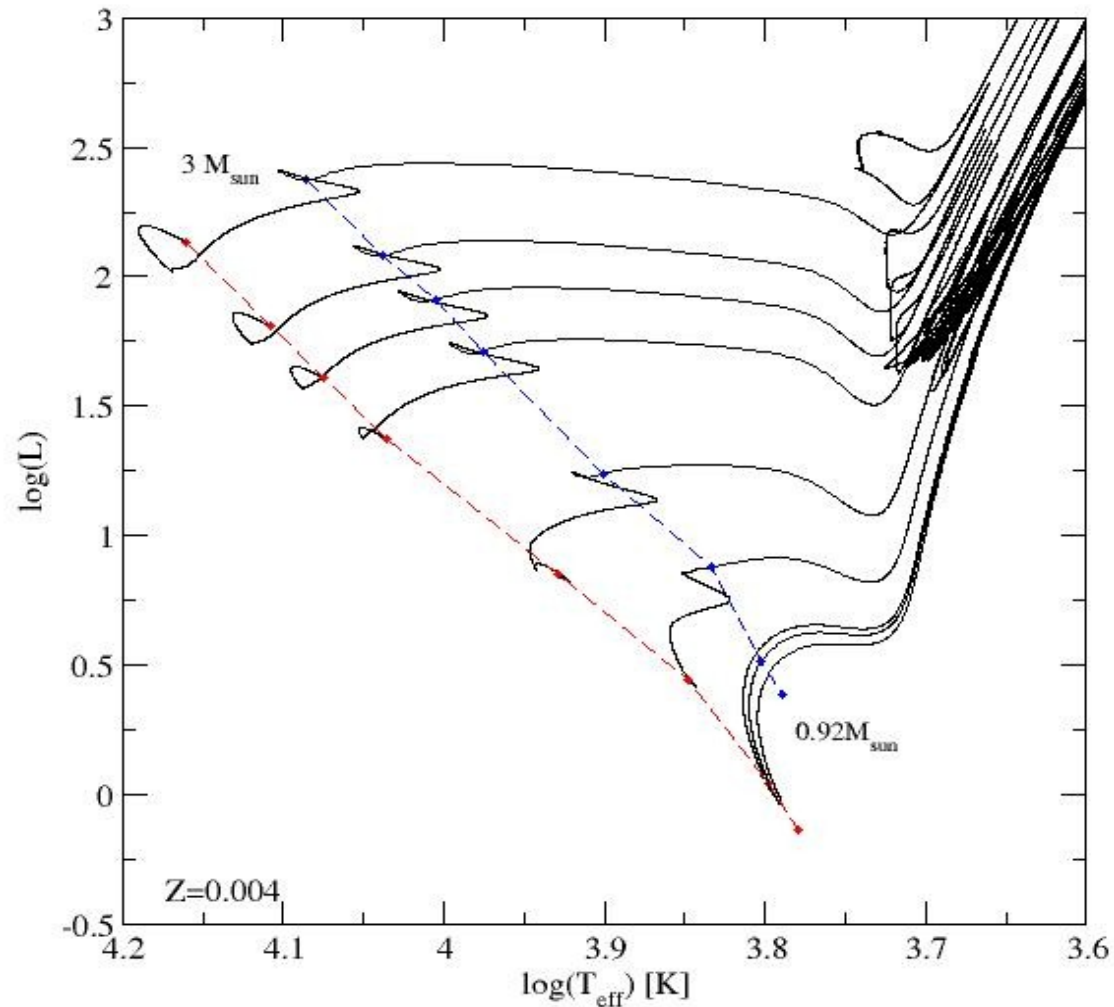
6×10^6 anos para $20 M_{\text{sol}}$

- Relação massa-luminosidade na Sequência Principal

$$L \simeq M^3 \mu^4$$



Evolução na Sequência Principal



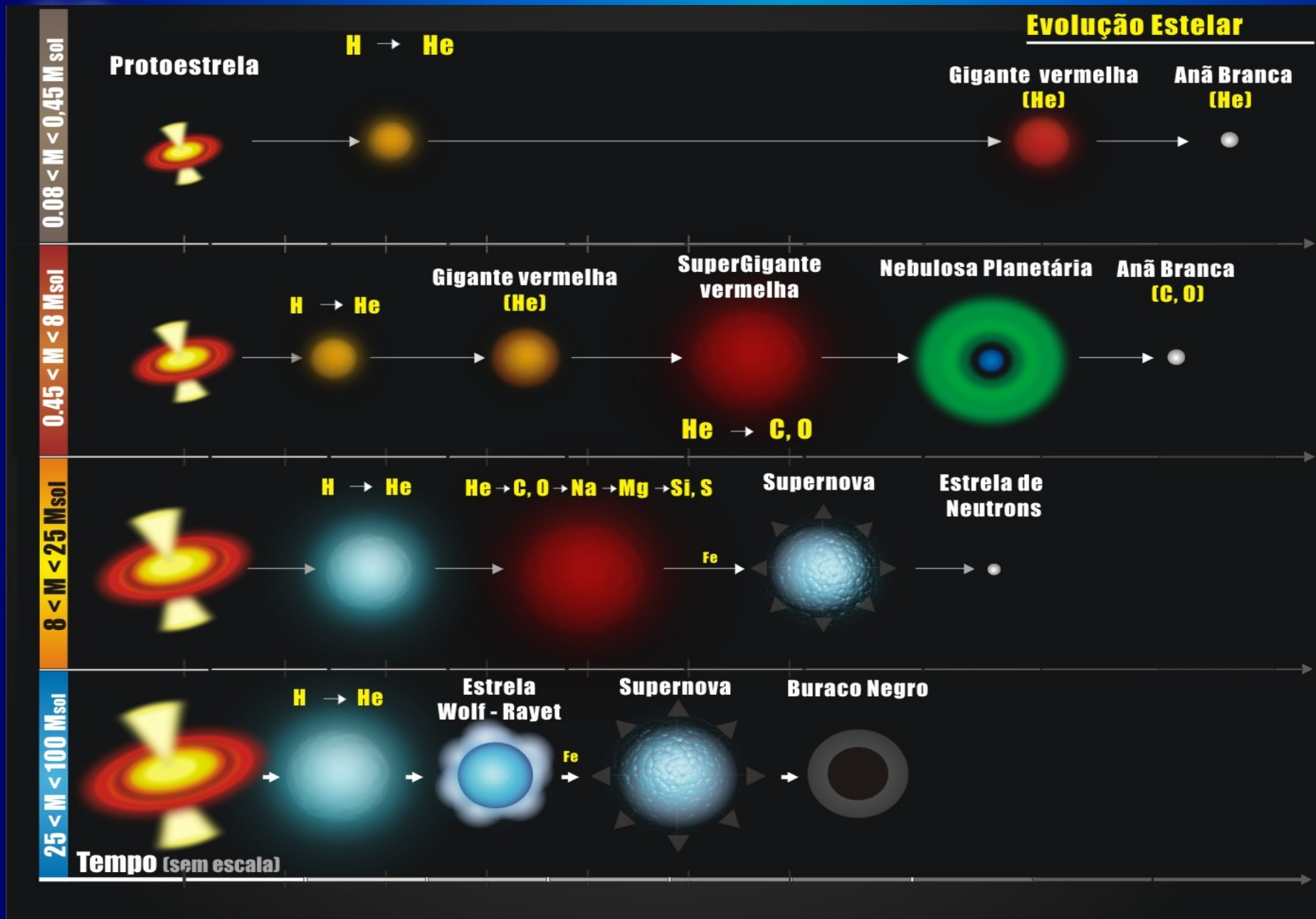


Todas as estrelas passam pela etapa de sequência principal, fusionando hidrogênio em hélio no núcleo.

O que acontece depois?

Depende da massa inicial da estrela

Estrelas isolada: Evolução pós-sequência principal depende da massa inicial.



Evolução Estelar

0.08 < M < 0.45 M_{sol}

Protoestrela

H → He

Gigante vermelha
(He)

Anã Branca
(He)

0.45 < M < 8 M_{sol}

H → He

Gigante vermelha
(He)

SuperGigante
vermelha

Nebulosa Planetária

Anã Branca
(C, O)

He → C, O

8 < M < 25 M_{sol}

H → He

He → C, O → Na → Mg → Si, S

Supernova

Estrela de
Neutrons

Fe

25 < M < 100 M_{sol}

H → He

Estrela
Wolf - Rayet

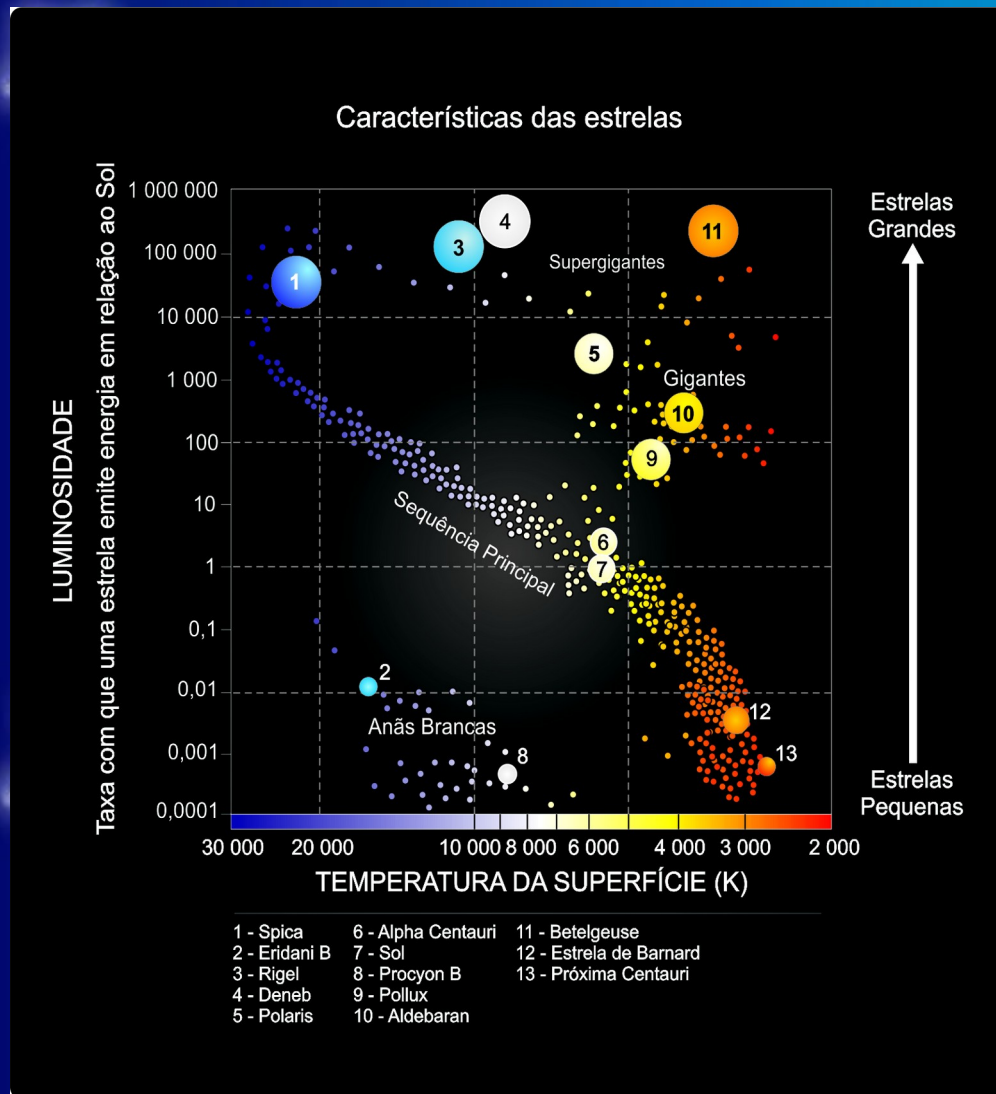
Supernova

Buraco Negro

Fe

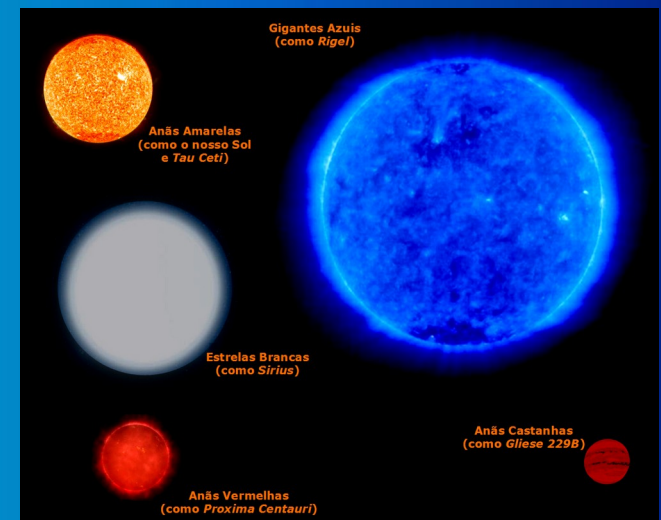
Tempo (sem escala)

Estrelas de baixa massa



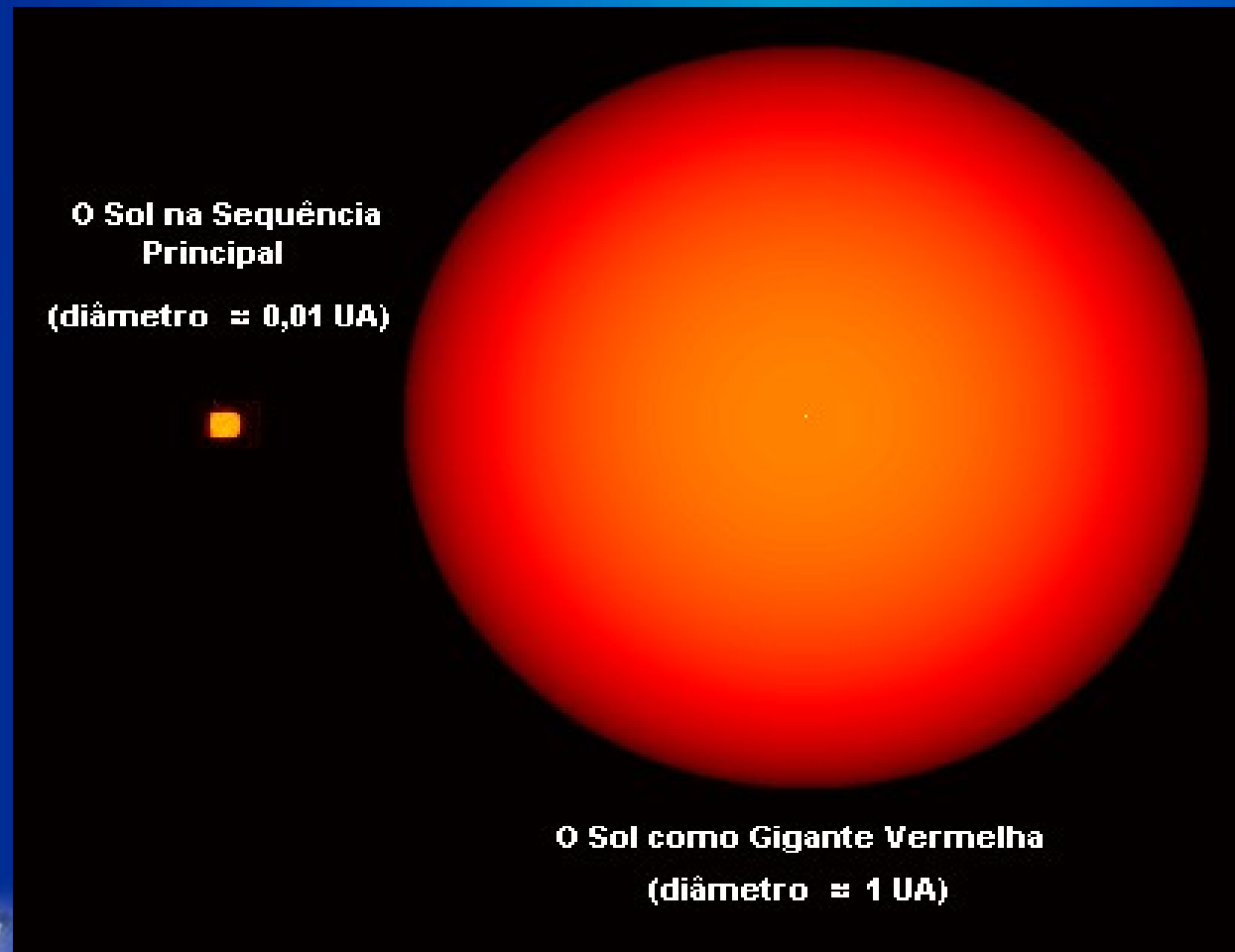
Estrelas como o Sol levam **10 bilhões de anos** em queimar todo o hidrogênio (idade do Sol 4,5 bilhões de anos).

Estrelas com 10 massas solares levam **0,1 bilhões de anos** em queimar todo o hidrogênio.



Estrelas de baixa massa como o nosso Sol

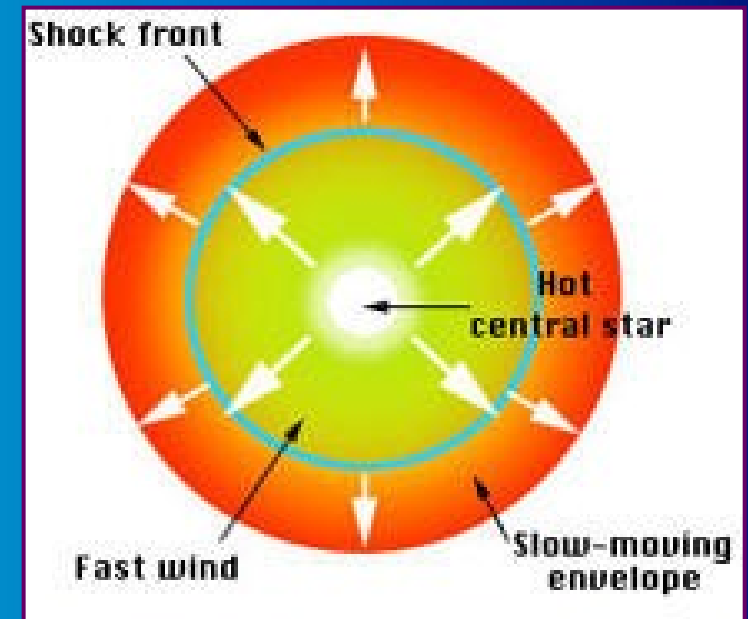
Depois do combustível esgotar, a estrela vira uma Gigante Vermelha



Nesta etapa no centro podemos ter outras reações nucleares (hélio se transforma em carbono e oxigênio)

Nebulosa Planetária

- Ejeção das camadas externas, formação da **nebulosa planetária**
- Expansão $\sim 10\text{-}30\text{ km/s}$
- Perda de massa $10^{-4} M_{\text{sol}}/\text{ano}$





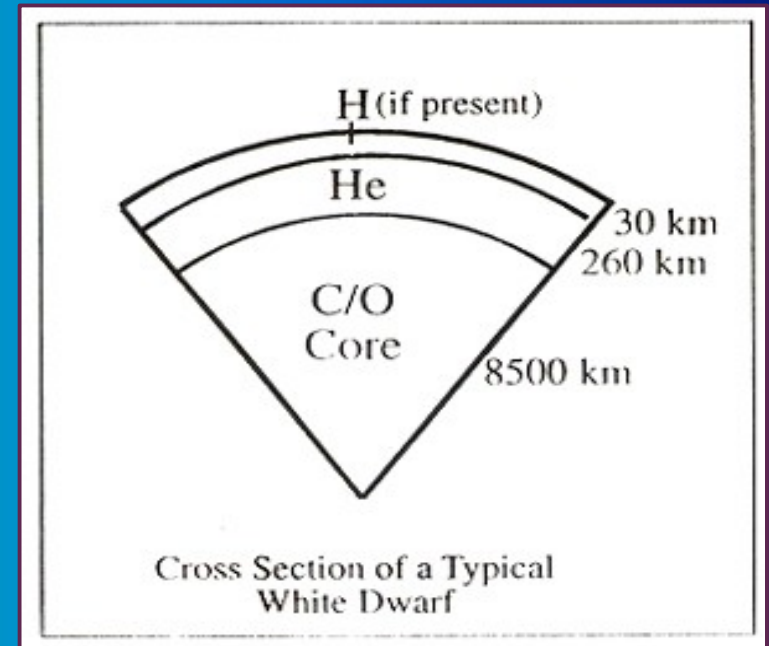
Anãs brancas

Não atinge a temperatura necessária para a queima de carbono.

Estrela anã branca:

Estrela muito compacta

$M \sim 0.6 M_{\text{sol}}$, $R \sim 10.000 \text{ km}$, $\rho \sim 10^6 \text{ g/cm}^3$



A estrela se esfria liberando a energia térmica armazenada nos íons.

Uma colher pequena pesa 1000 kg

Evolução Estelar

$0.08 < M < 0.45 M_{\text{sol}}$

Protoestrela

$\text{H} \rightarrow \text{He}$

Gigante vermelha
(He)

Anã Branca
(He)

$0.45 < M < 8 M_{\text{sol}}$

$\text{H} \rightarrow \text{He}$

Gigante vermelha
(He)

SuperGigante
vermelha

Nebulosa Planetária

Anã Branca
(C, O)

$\text{He} \rightarrow \text{C, O}$

$8 < M < 25 M_{\text{sol}}$

$\text{H} \rightarrow \text{He}$

$\text{He} \rightarrow \text{C, O} \rightarrow \text{Na} \rightarrow \text{Mg} \rightarrow \text{Si, S}$

Supernova

Estrela de
Neutrons

Fe

$25 < M < 100 M_{\text{sol}}$

$\text{H} \rightarrow \text{He}$

Estrela
Wolf - Rayet

Supernova

Buraco Negro

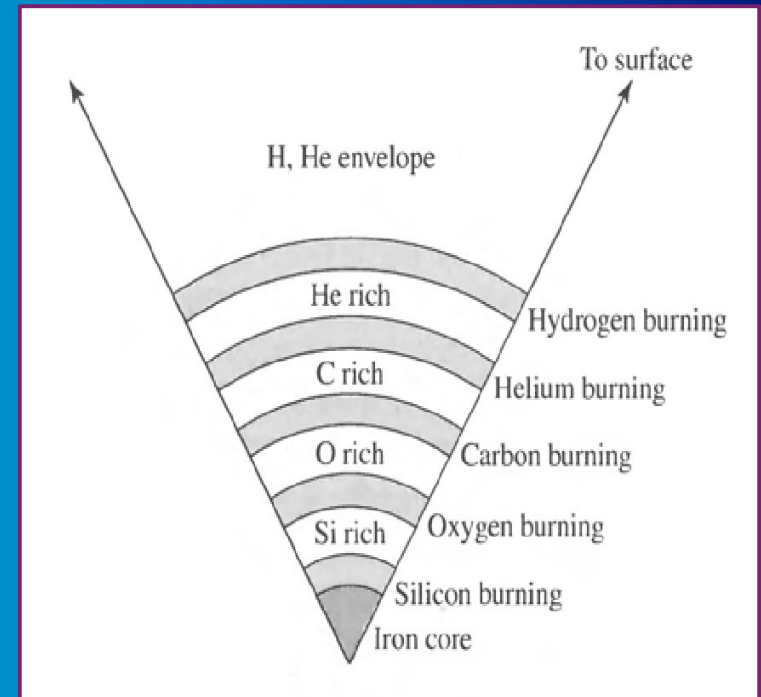
Fe

Tempo (sem escala)

$$M = 10 - 25 M_{\text{sol}}$$

Evolução pós-sequência principal: similar as estrelas com $M = \sim 0.5 - 10 M_{\text{sol}}$

- Não tem Ramo horizontal. Durante a etapa de gigante o núcleo C/O atinge a temperatura de fusão do C.
- Uma vez que a fusão de carbono começa, a fusão nuclear de elementos continua até a fusão do silício em ferro.



Carbono em
magnésio, neônio e
sódio (~1000 anos)

Oxigênio
em neônio
~ anos

Oxigênio em
silício e enxofre
~ anos

Silício e
outros em
ferro ~ dias

$$M = 10 - 25 M_{\text{sol}}$$

Fusão de ferro é endotérmica (não produz energia): não existe uma fonte de energia nuclear



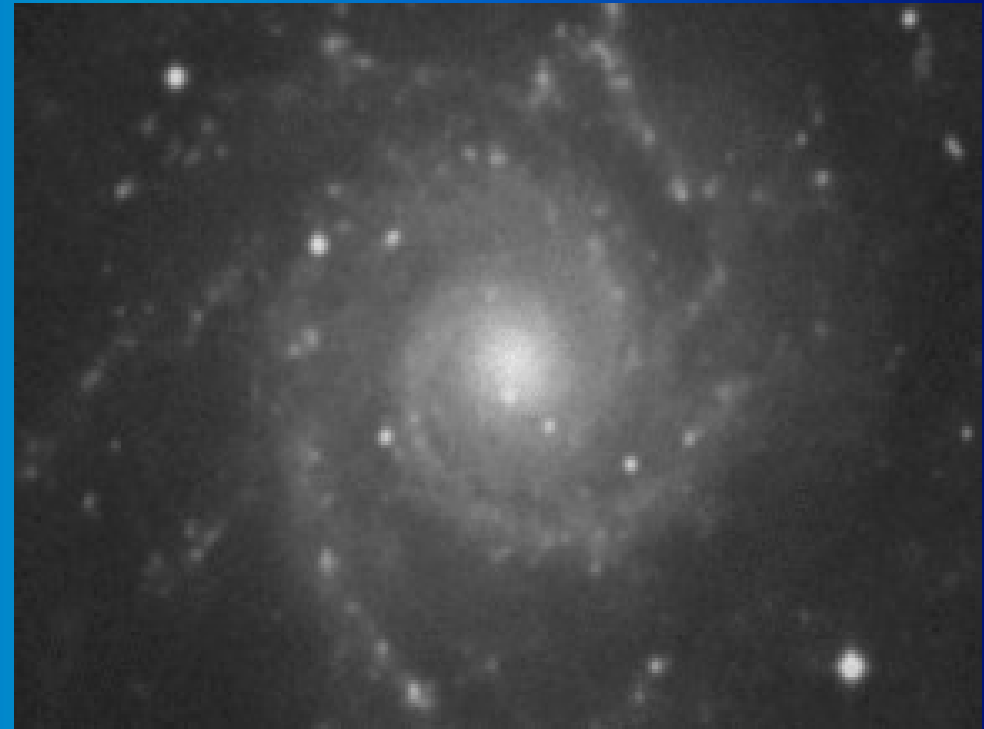
Sem fonte de energia, o núcleo se contrai. $\rho \sim 8 \cdot 10^{17} \text{ kg/m}^3$ (3 ordens de grandeza da densidade dos núcleos atômicos).



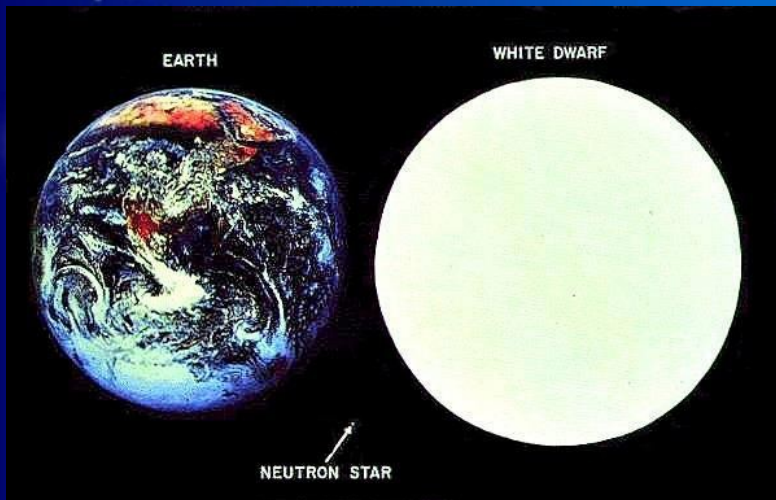
Numa escala de 1 segundo um volume do tamanho da Terra colapsa a um volume de 10 km de raio;



As camadas externas caem sobre o núcleo incompressível e quicam:
Explosão de supernova

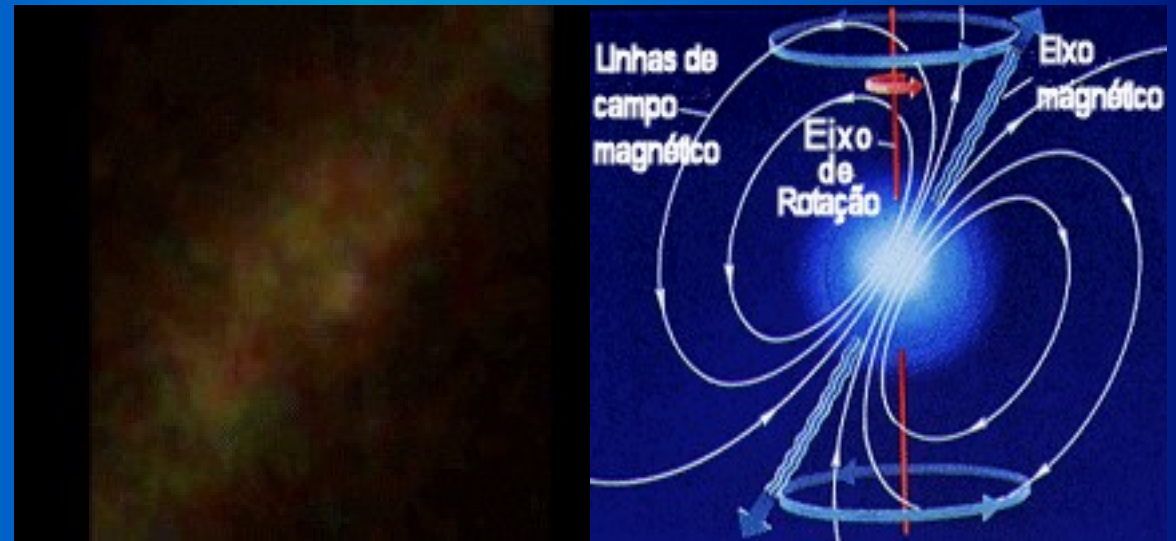
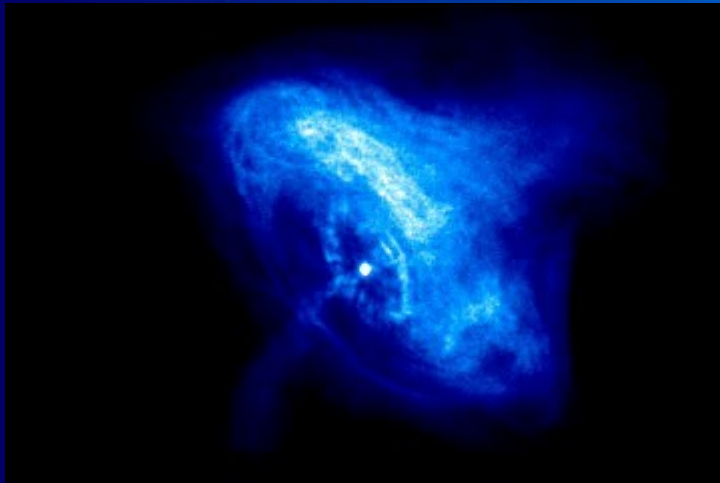


Estrela de Nêutrons



Sem reações nucleares a gravidade comprime o núcleo da estrela até ter 1,4 vezes a massa do Sol numa esfera de 10 km de diâmetro.

Uma colher de matéria pesa 10 bilhões de kg.



Pulsar Vela em raios-gamma com período de 89 ms.

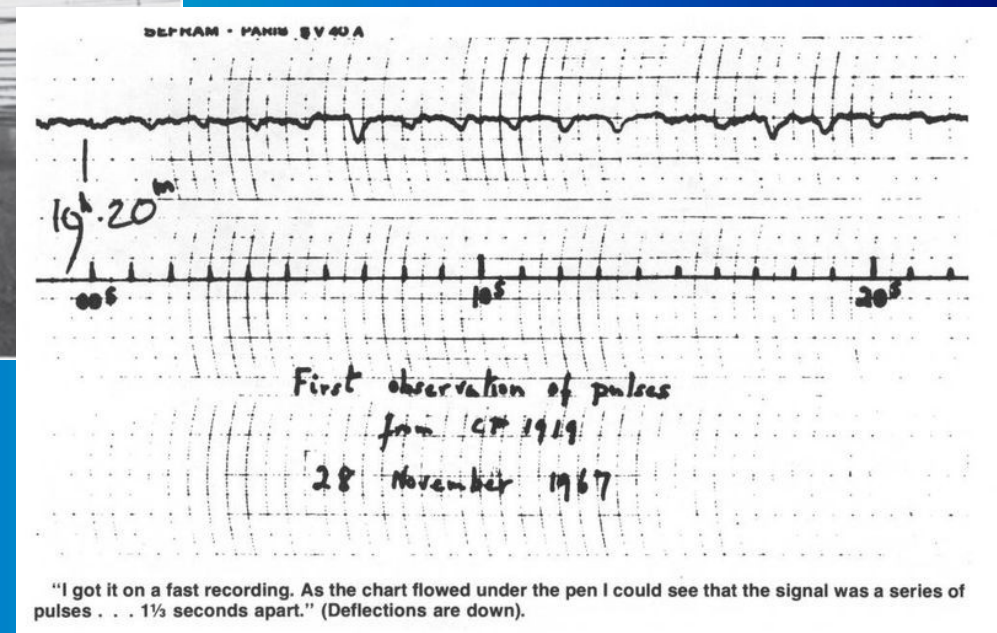
Estrela de Nêutrons



Pulsares

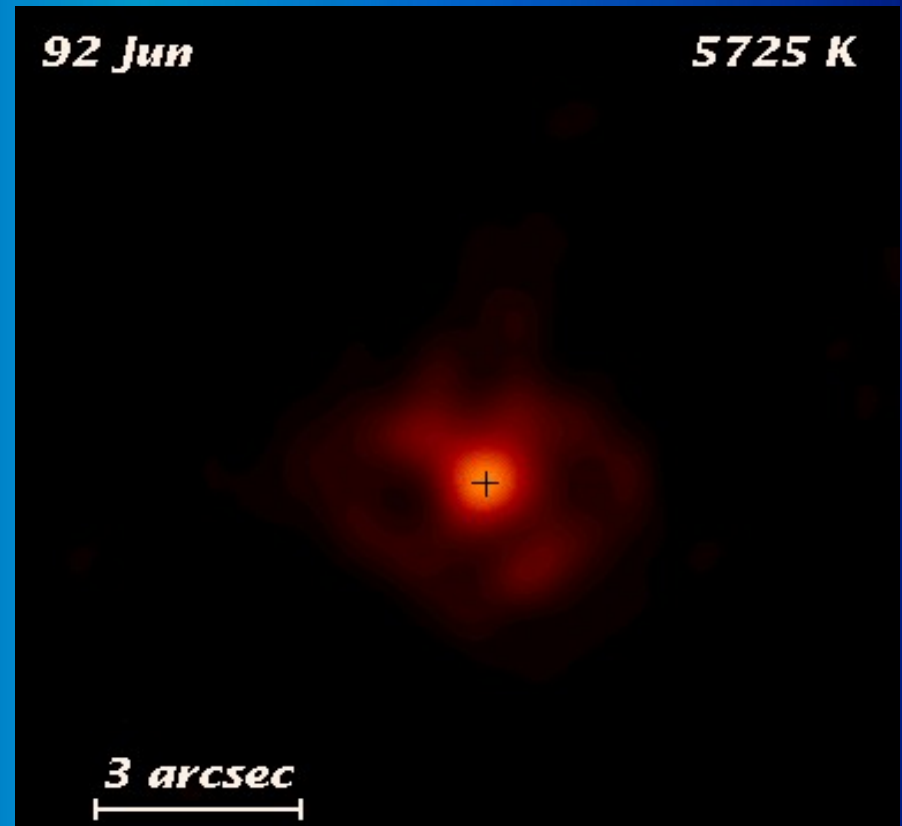
Primeira detecção: Julho de 1967 por Jocelyn Bell.

Sinal periódico de 1.337 s.



Que acontece com as estrelas ainda mais massivas?

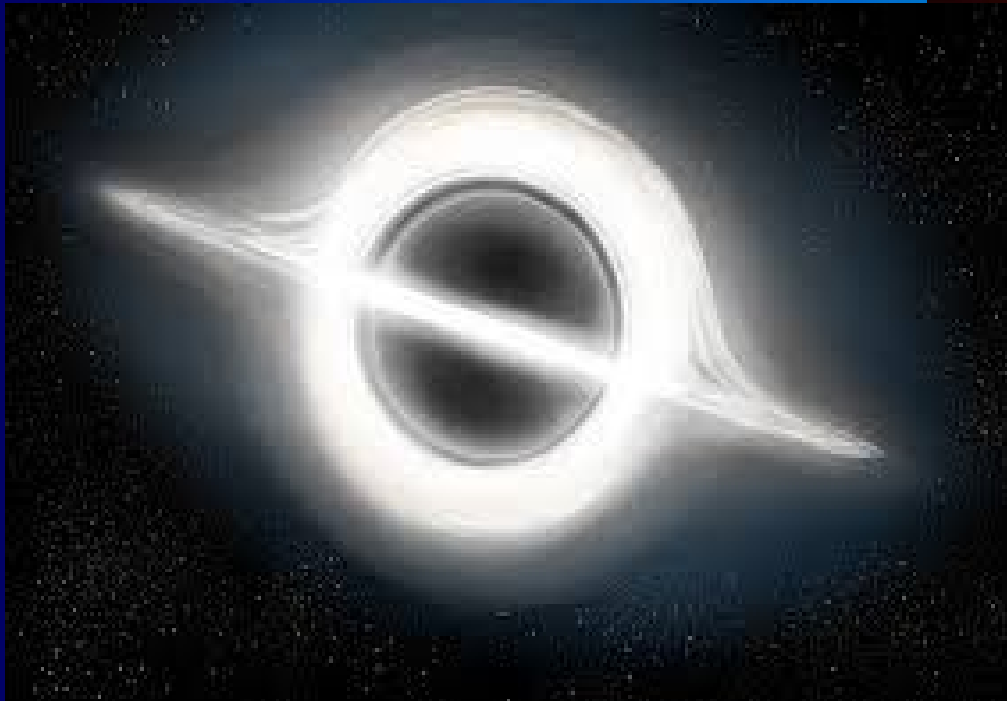
- Estrelas Wolf-Rayet: Muito luminosas, ventos fortes 800 – 3000 km/h, perda de massa $10^{-5} M_{\text{sol}}/\text{ano}$ (2×10^{25} kg/ano).
- Passam por todas as etapas de combustão nuclear, até formar um núcleo de ferro em 2 milhões de anos.



Que acontece com as estrelas ainda mais massivas?

A estrela explode como uma Supernova e o núcleo forma um Buraco negro

$M \sim 6M_{\text{sol}}$, $R_{\text{sol}} \sim 20 \text{ km}$.



Próxima aula

- Estrelas anãs brancas