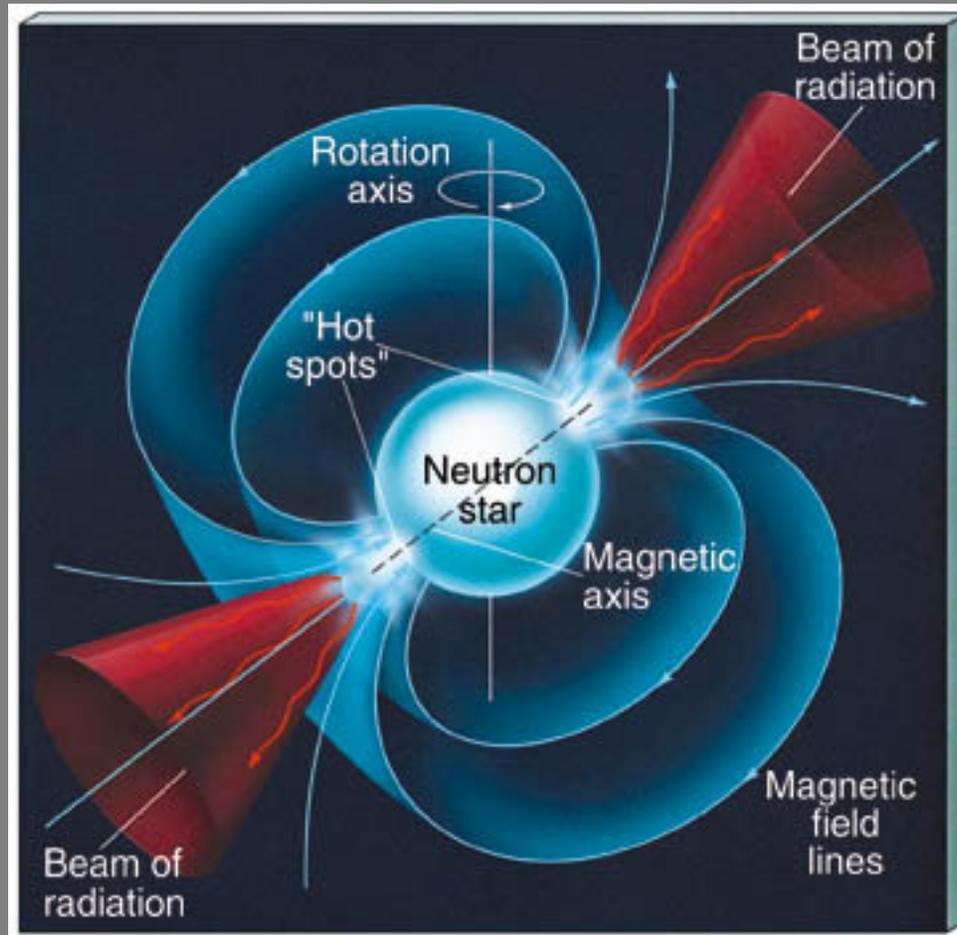
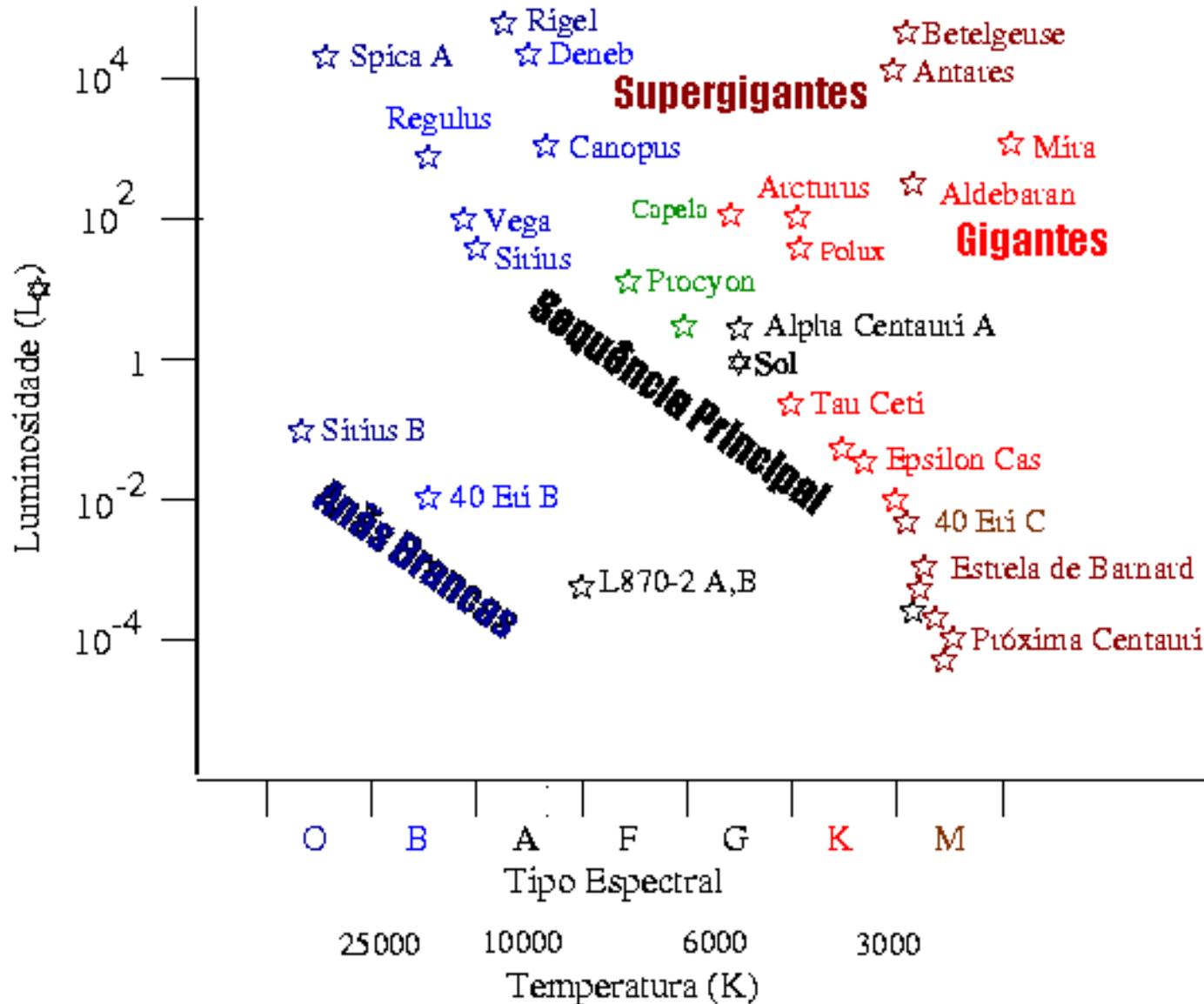
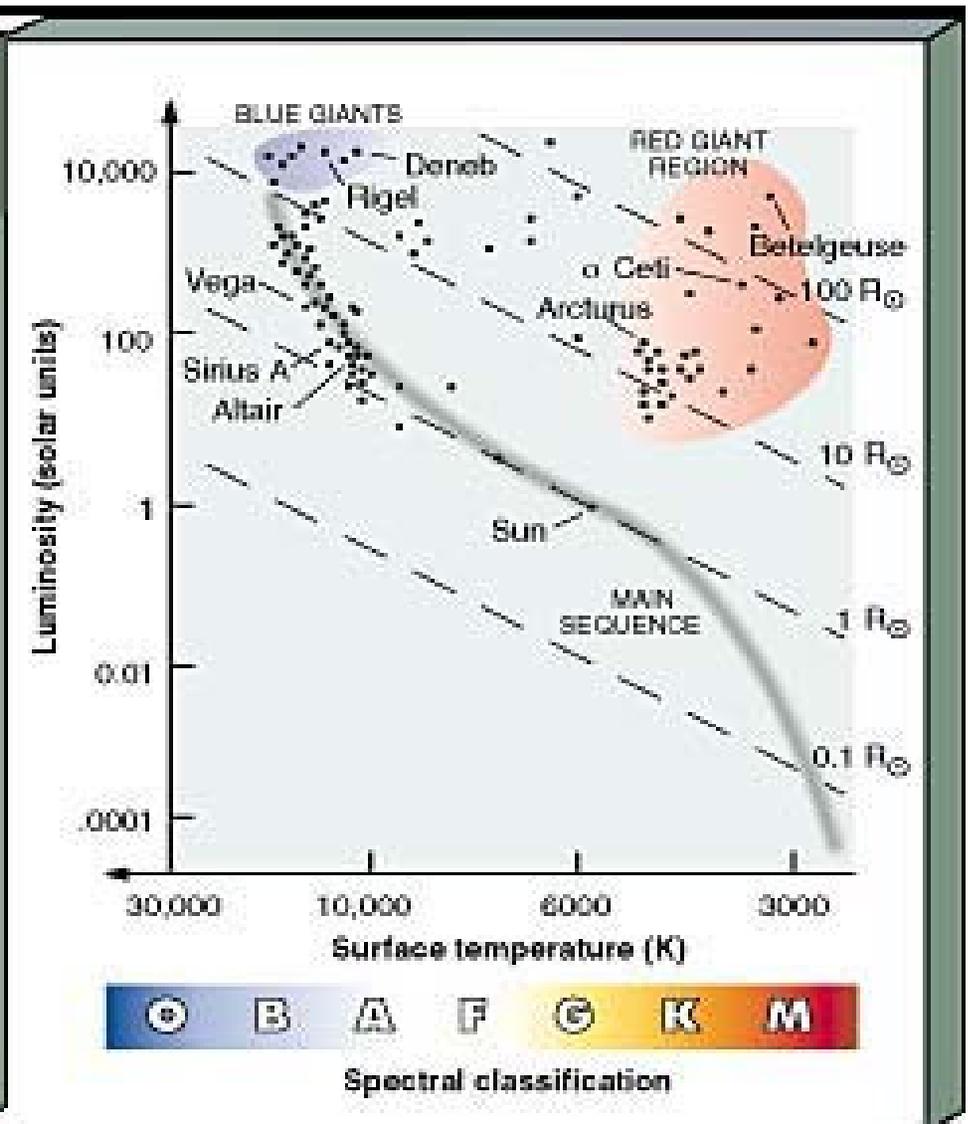
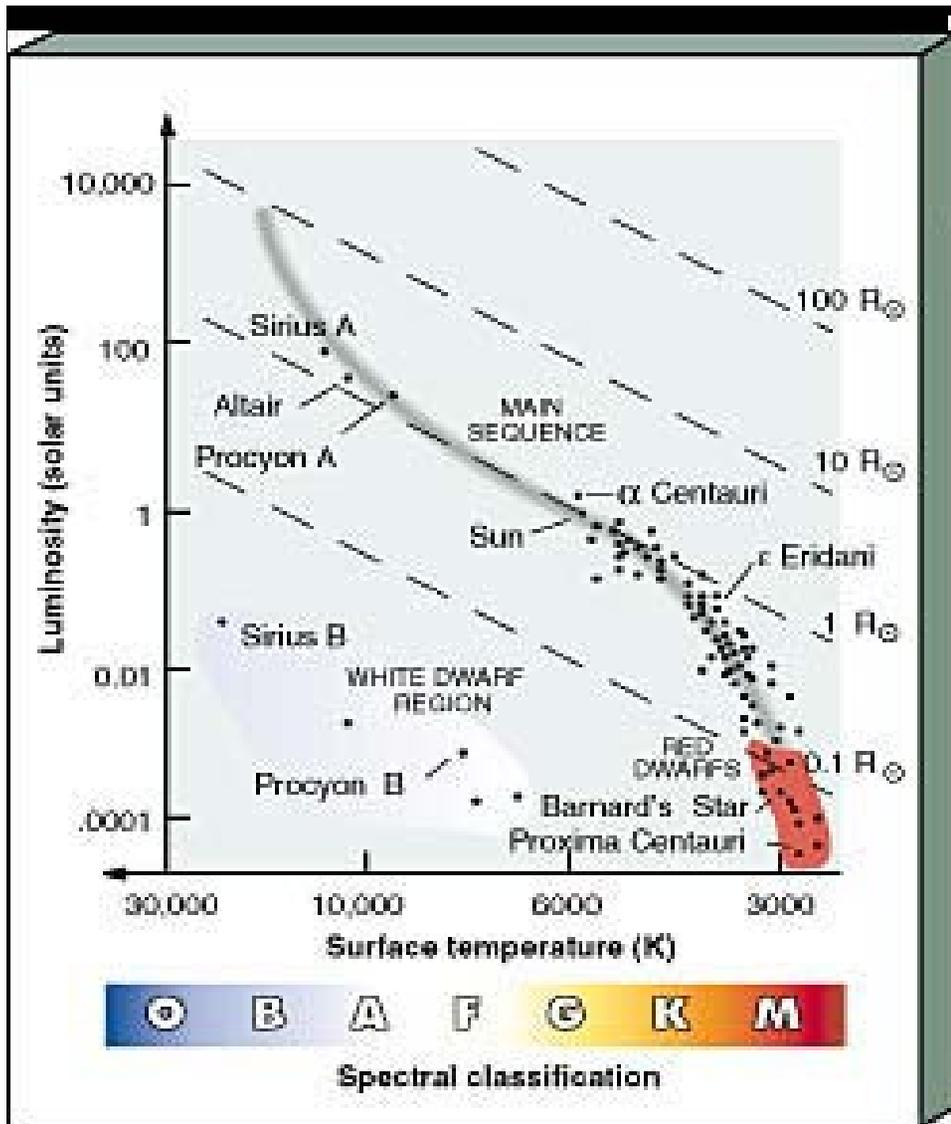


Evolução Estelar: Resumo



O diagrama de Hertzsprung-Russel (Síntese Observacional)

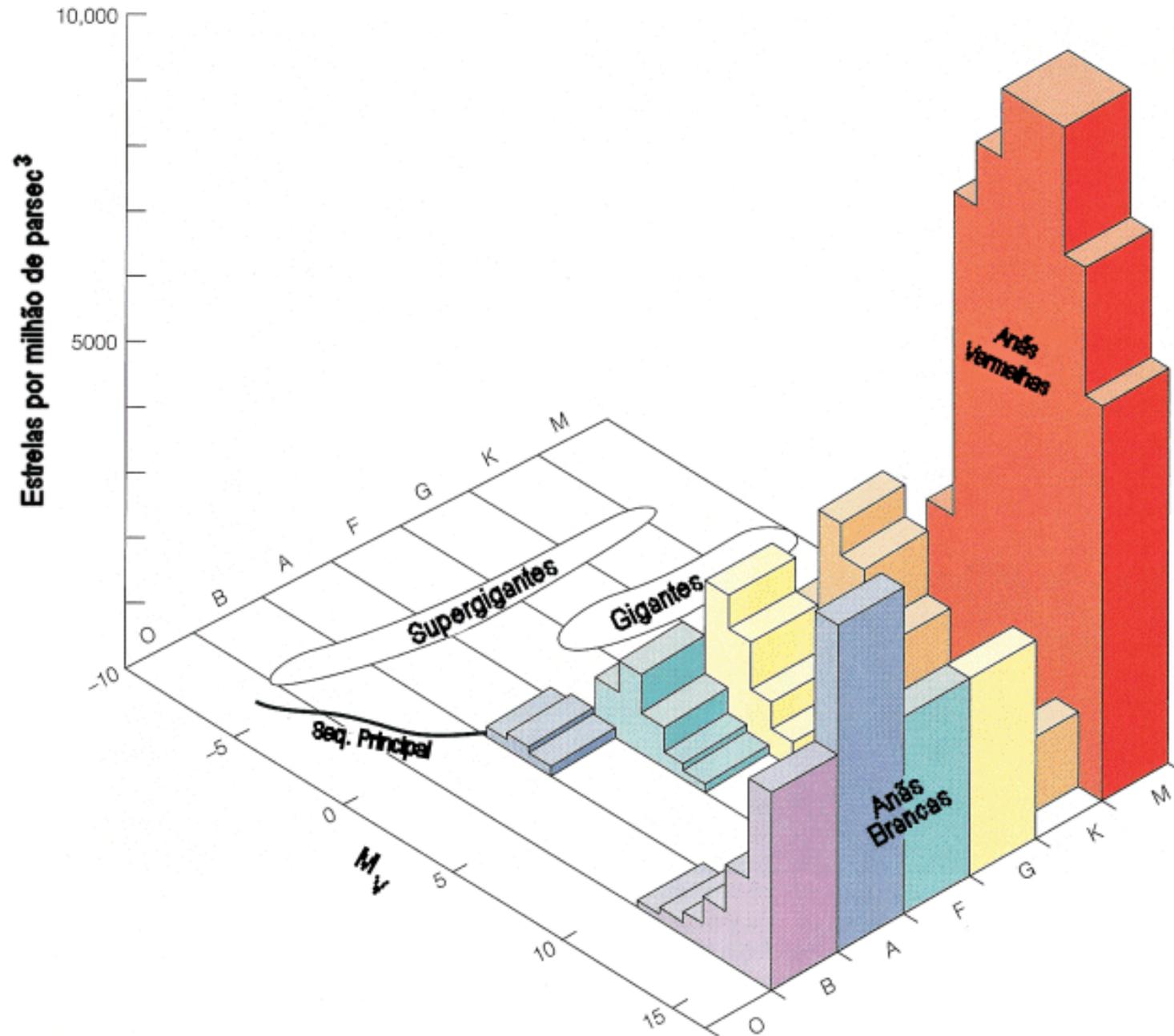




Estrelas Mais Próximas do Sol.
 Linhas diagonais são os raios estelares constantes para que o tamanho possa ser representado no mesmo diagrama.

100 Estrelas visíveis de maior Luminosidade

Histograma do número relativo de estrelas próximas ao Sol



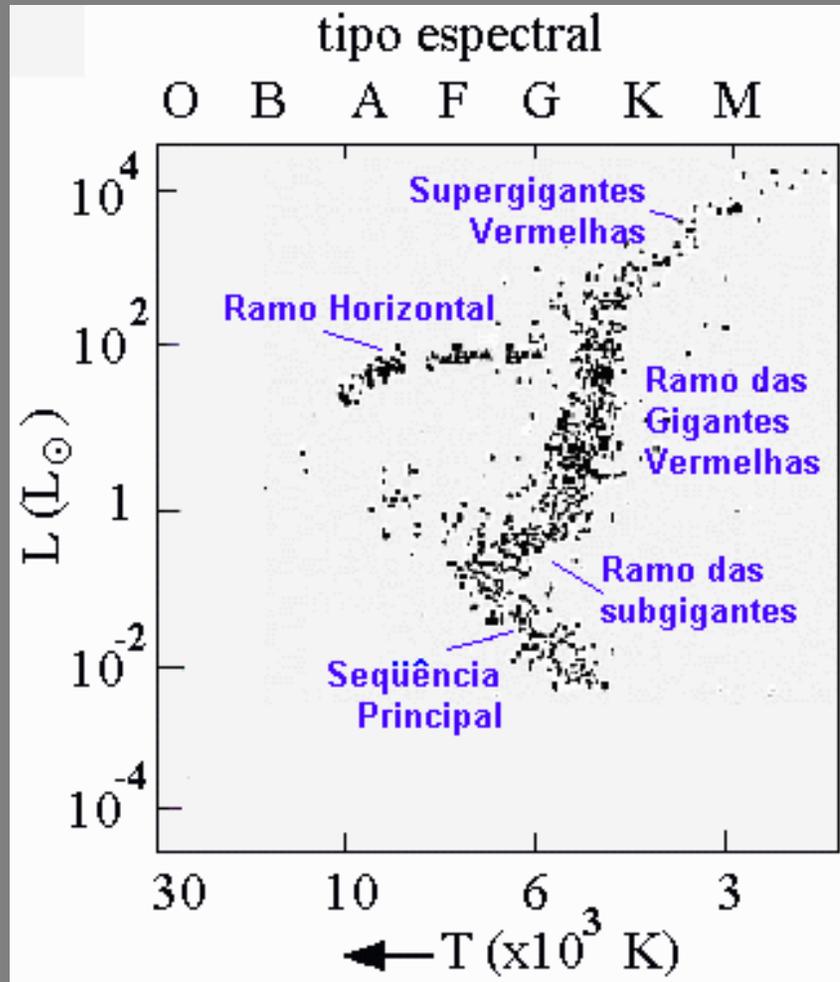


Diagrama H-R para um aglomerado globular (AG). Os aglomerados globulares são sistemas estelares com 10^5 - 10^6 estrelas quimicamente homogêneas com diferentes massas.

Evolução Estelar: Proto-estrela, Pré-Sequência Principal, Sequência Principal (SP), Pós-Sequência Principal

A evolução depende primariamente da massa M da estrela!

A composição química desempenha um papel secundário

Para estrelas na SP (em média):

$$L \propto M^\gamma$$

$$2,3 \leq \gamma \leq 4,0$$

$$\frac{L}{L_\odot} \propto (M/M_\odot)^\gamma$$

A escala de tempo de vida de uma estrela ΔT depende da E armazenada (massa $\cdot c^2$) e da taxa com que a energia é emitida - Luminosidade (L):

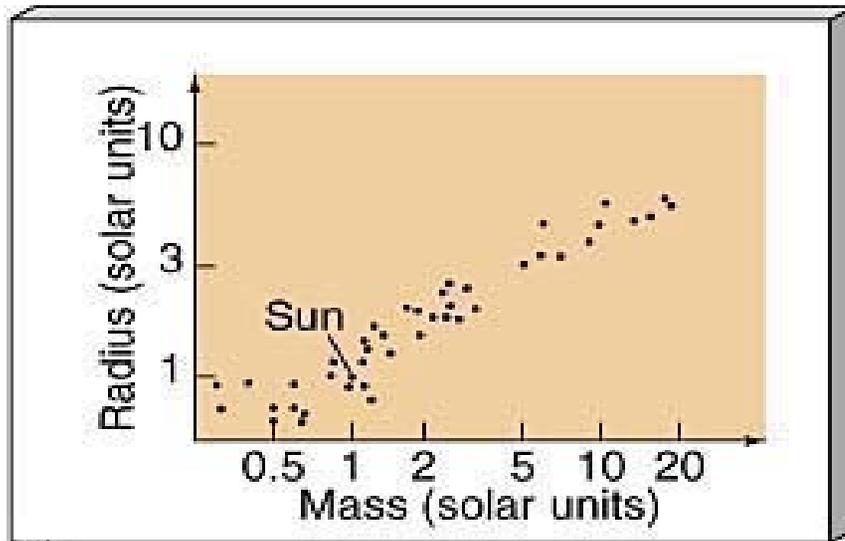
$$\Delta T_{SP} \propto M/L$$

$$\frac{\Delta T_{SP}}{\Delta T_\odot} = \frac{M/M_\odot}{(M/M_\odot)^\gamma} = (M_\odot/M)^{\gamma-1}$$

$$\Delta T_{SP} \propto M/L \propto M^{1-\gamma}$$



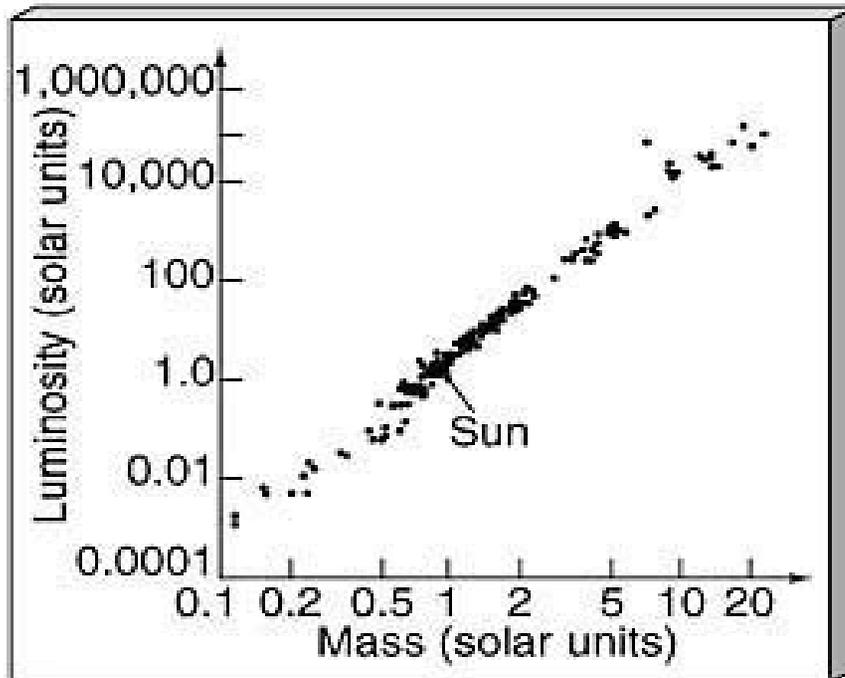
Quanto mais massiva é a estrela, menor será seu tempo na sequência principal!



(a)

$$R \propto M^\alpha$$

$$\alpha \cong 1$$



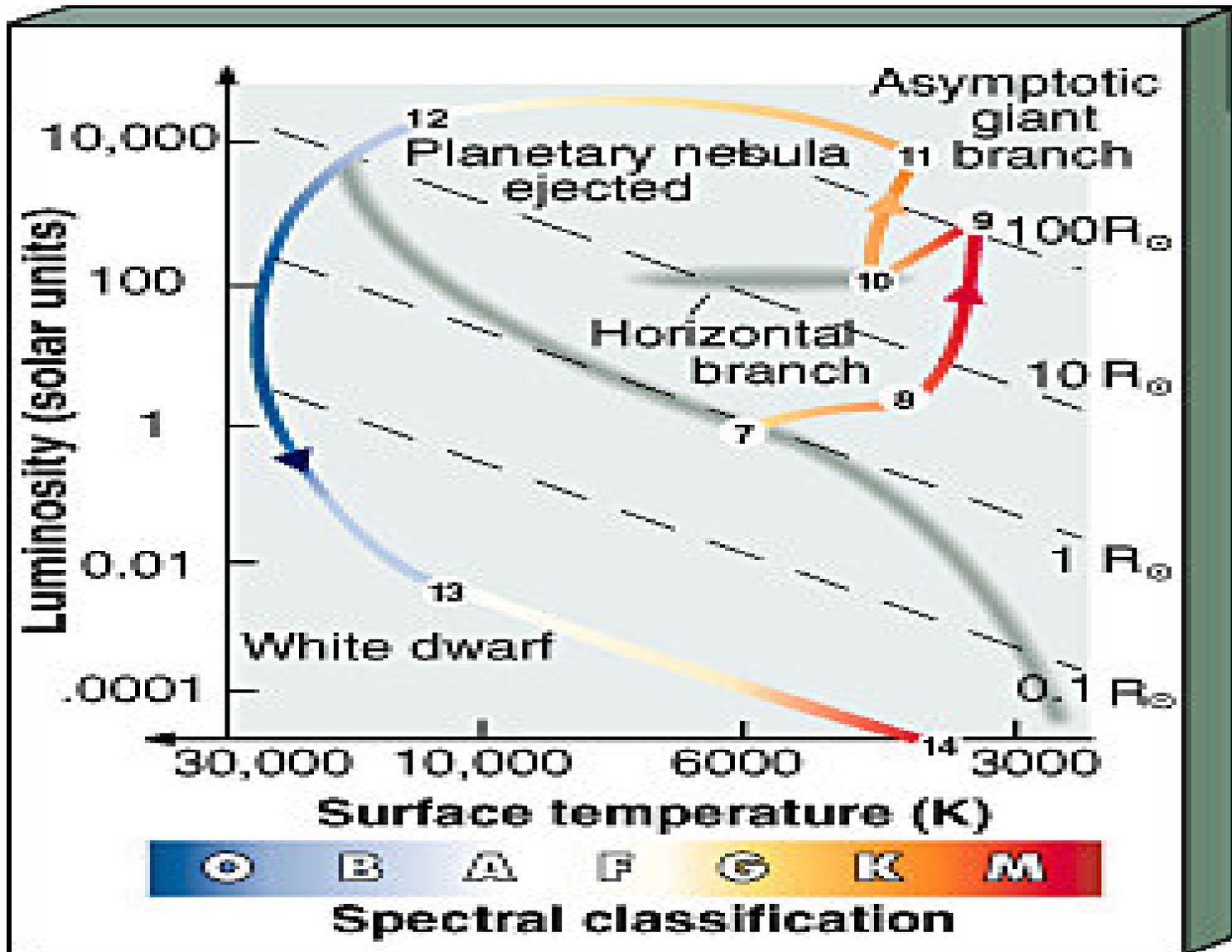
(b)

$$L \propto M^\gamma$$

$$\gamma \approx 3$$

$$\Delta T_{SP} \propto M^{-2}$$

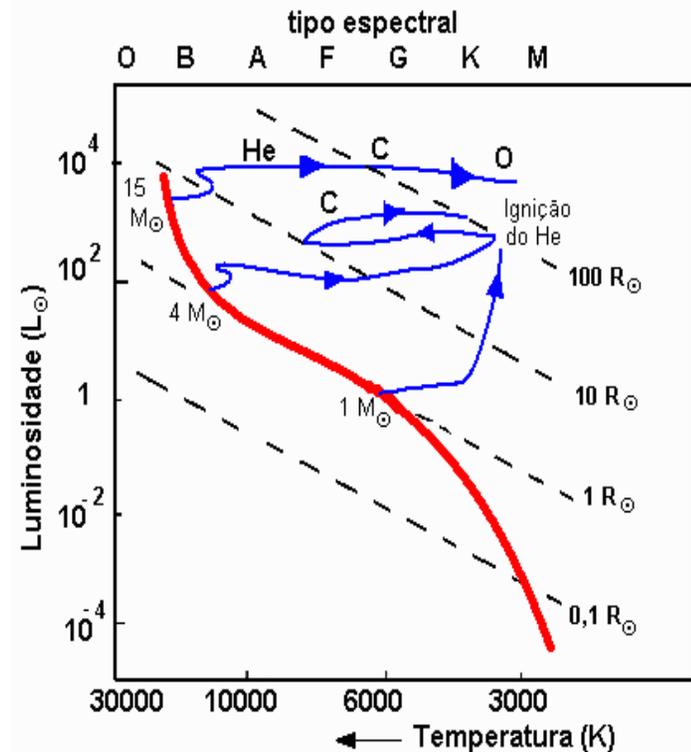
O gráfico representando os diferentes estágios no Diagrama H-R “traça” o caminho evolucionário das uma estrelas até seu estado final. Ex: Estrela com uma massa solar



Estrelas mais massivas que o Sol

$M > 8M_{\odot}$: A temperatura interna alta acelera a fusão do C em elementos mais pesados.

Ex. $M = 20 M_{\text{sol}}$: a queima de H se dá ~ 10⁷ anos, He ~10⁶ anos, C ~10³ anos, O ~1 ano, Si 1 semana, e o núcleo estelar formado de Fe se desenvolve em < 1 dia.



Estrelas de Alta Massa

Átomo de Fe: A pressão do núcleo sem fusão não é mais suficiente para suportar a enorme F_G ocorrendo uma **implosão estelar**.

↑ O crescimento da densidade produz mais neutrons até densidades $\sim 10^{15} \text{ kg m}^{-3}$ → n passam a ser comprimidos entre si → ***degenerescência de nêutrons!***

A compressão é interrompida e **uma enorme onda de choque** através da estrela faz com que suas camadas externas se desloquem num evento explosivo, levando inclusive Fe do núcleo interno para o meio interestelar:

Explosão de Supernova (colapso do núcleo)

→ Morte espetacular das estrelas de alta massa!

Estágios Finais das Estrelas de alta Massa: Explosão de Supernova

2 tipos de supernovas:

Tipo II: o que acabamos de ver → da explosão de estrelas massivas

Tipo I: da explosão de estrelas de < massa (sistemas binários)

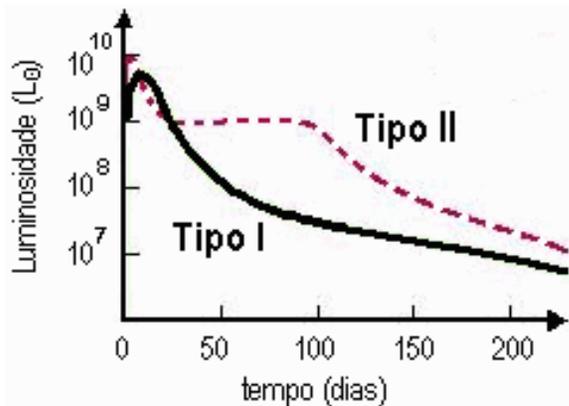


Colapso de anã branca: impedido devido a pressão quântica dos elétrons degenerados.

Para uma anã branca de $M > 1,4 M_{\odot}$ (limite de Chandrasekhar): esta pressão não é suficiente para evitar o colapso gravitacional!

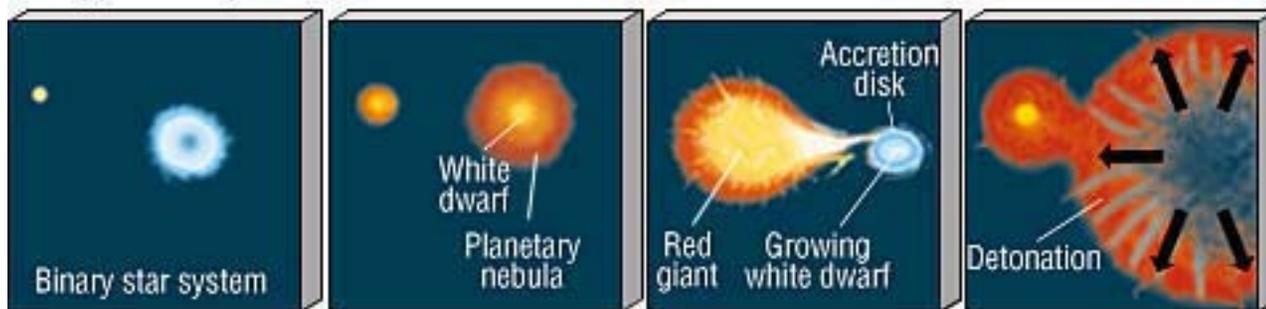
Com aumento repentino de T: fusão do C em toda anã branca e ela detona

Supernova do tipo I

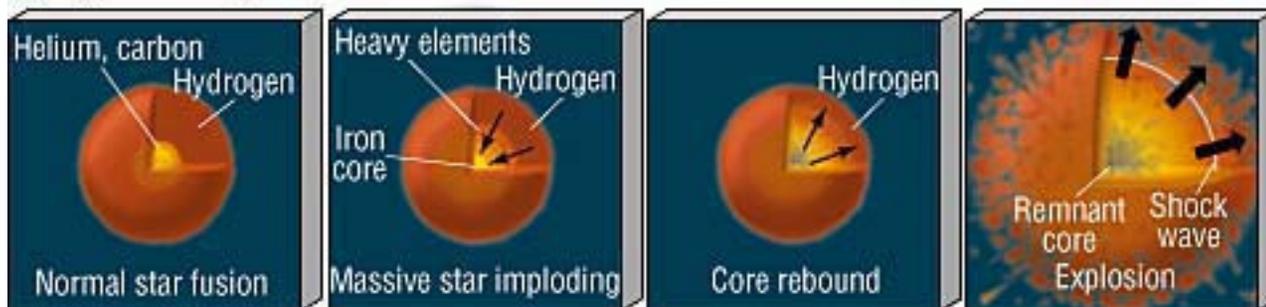


Explosão de Supernovas

(a) Type- I Supernova



(b) Type- II Supernova



Alguns Objetos Exóticos:

Estrela de Nêutrons (Resto de SNe!)

Supernova de tipo I: nada resta da estrela original após explosão.

Supernova de tipo II: a explosão deixa pequena e compacta remanescente em seu centro.

A onda de choque não se inicia exatamente no centro, deixando intacta a parte mais interna do núcleo estelar, que é composto basicamente de nêutrons

A estrela de nêutrons é o que sobrou da explosão da SN!

- tamanho ~ 20 km,
- $M > M_{\text{solar}}$,
- densidade ~ $10^{17} - 10^{18} \text{ kg m}^{-3}$ (~ bilhões de vezes mais densa que uma anã branca)
- alta velocidade de rotação: $p \sim$ frações de segundo (conservação de momento angular)
- campo magnético ~ 10^8 vezes o B_{terra} (compressão das linhas de campo pelo processo de contração) – Se $B \sim 10^{12} \text{ G}$ - **Magnetares**

2. Pulsares

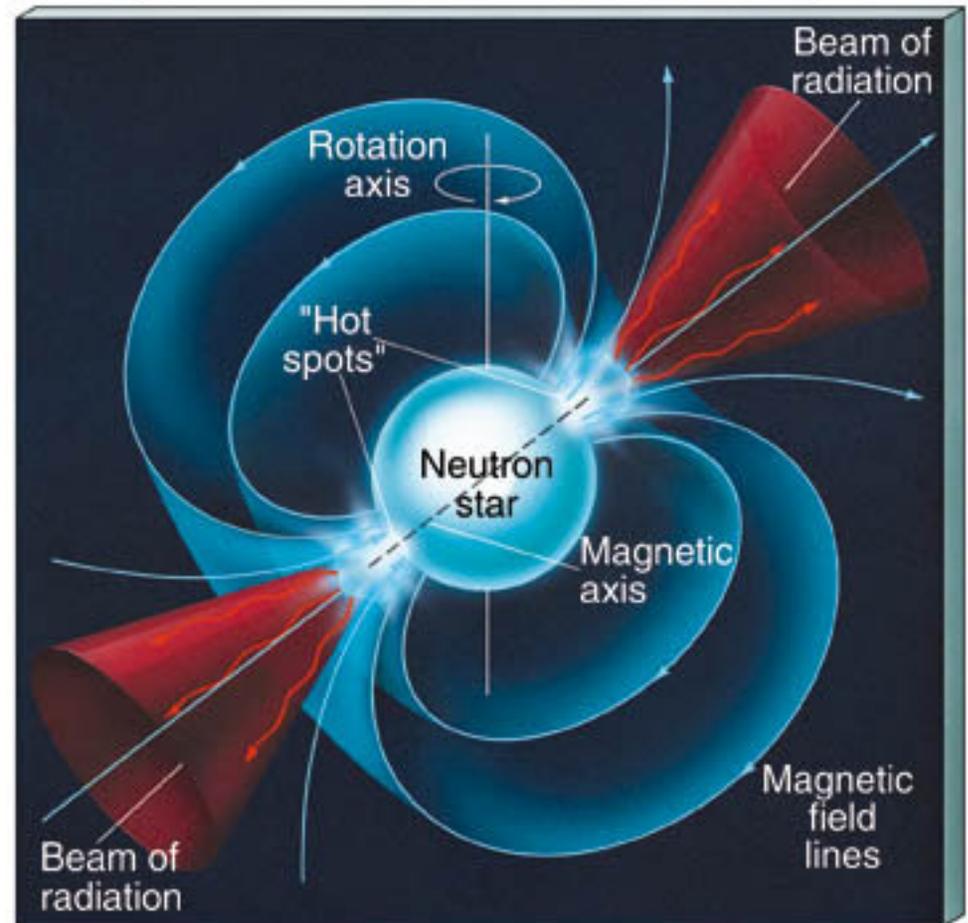
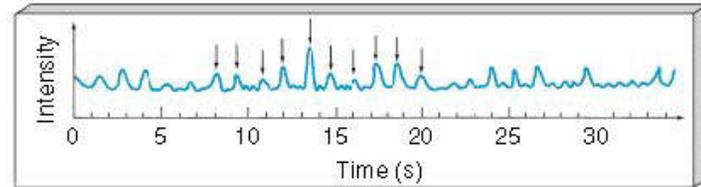
A primeira detecção de estrela de nêutron (1967):

Emissão rádio pulsante com frequência muito precisa.



Pulsar: compacta estrela de nêutrons, com eixo de rotação não coincidente com o feixe de radiação:

flashes de radiação são detectados a cada rotação da estrela cada vez que o feixe de radiação aponta para linha de visada: **modelo do farol**



3. Buracos Negros

Assim como em **anãs brancas** com $M > 1,4 M_{\odot}$: Pressão de elétrons degenerados não é suficiente para impedir o colapso gravitacional

Em **estrelas de nêutrons** com $M > 3 M_{\odot}$: Pressão dos nêutrons degenerados não pode evitar o colapso gravitacional

→ Com a diminuição de R , a estrela entra no seu **Raio de Schwarzschild** formando um **Buraco Negro (BN)** de onde nem a luz escapa.

Estágios finais da evolução estelar

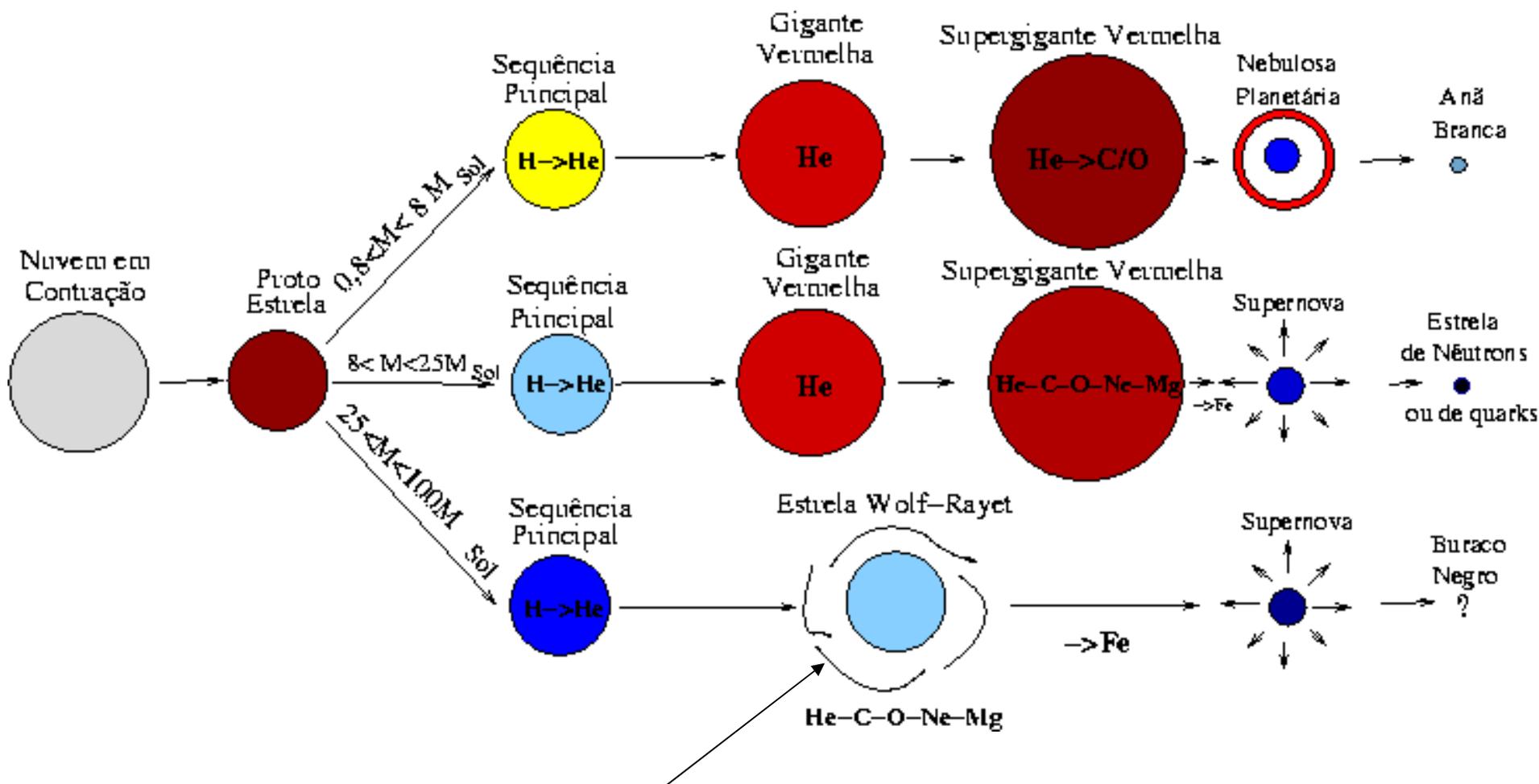
Produtos finais da evolução de estrelas isoladas ou binárias:

- i. Anãs Brancas
- ii. Estrelas de Neutrons e Pulsares
- iii. Buracos Negros

Principais fenômenos nos estágios finais da evolução estelar:

- i. Emissão de nebulosas planetárias
- ii. Novas
- iii. Supernovas

EVOLUÇÃO: QUADRO RESUMO



Envoltório de Poeira e Gás
mantido pela pressão da radiação