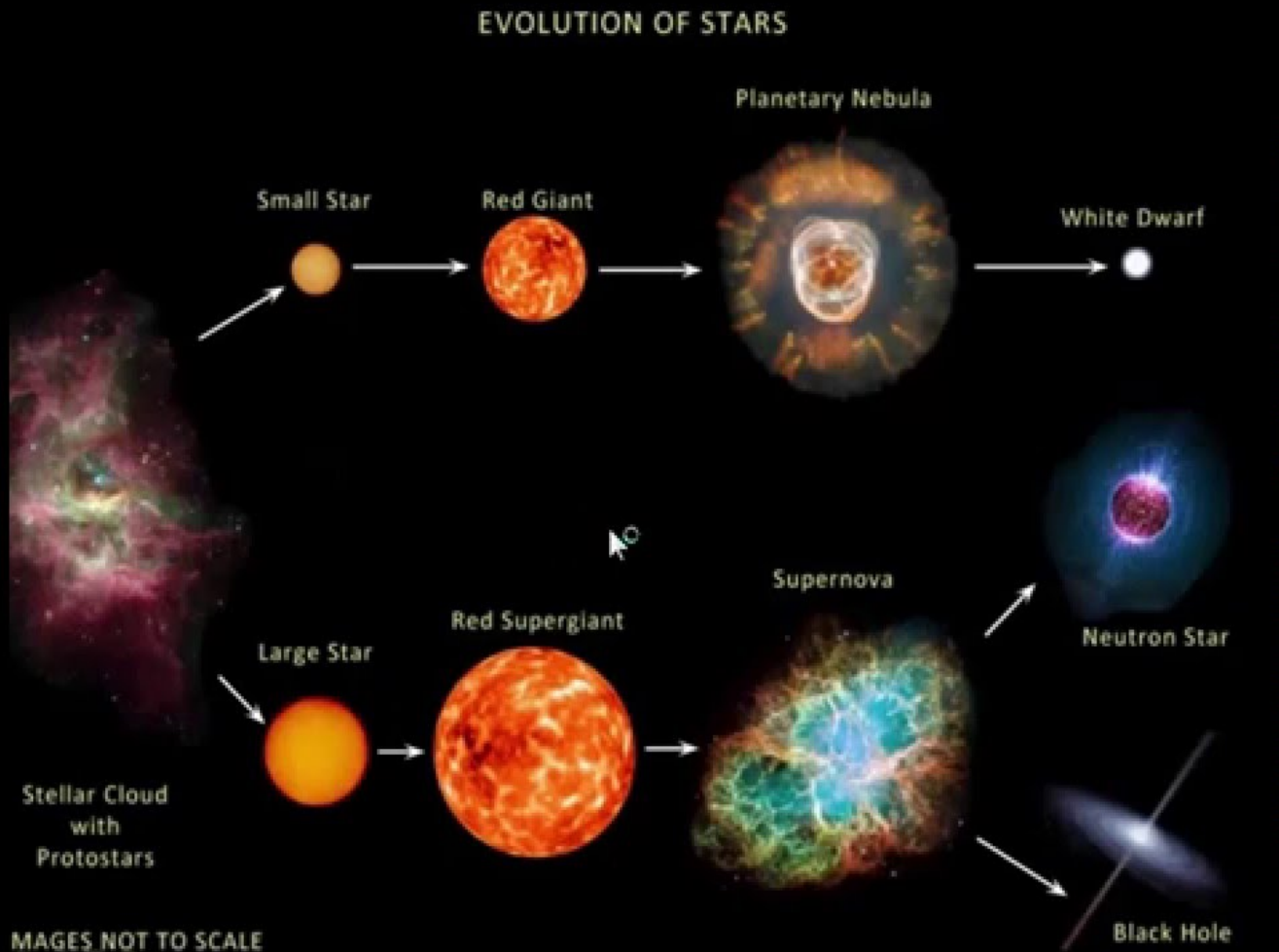
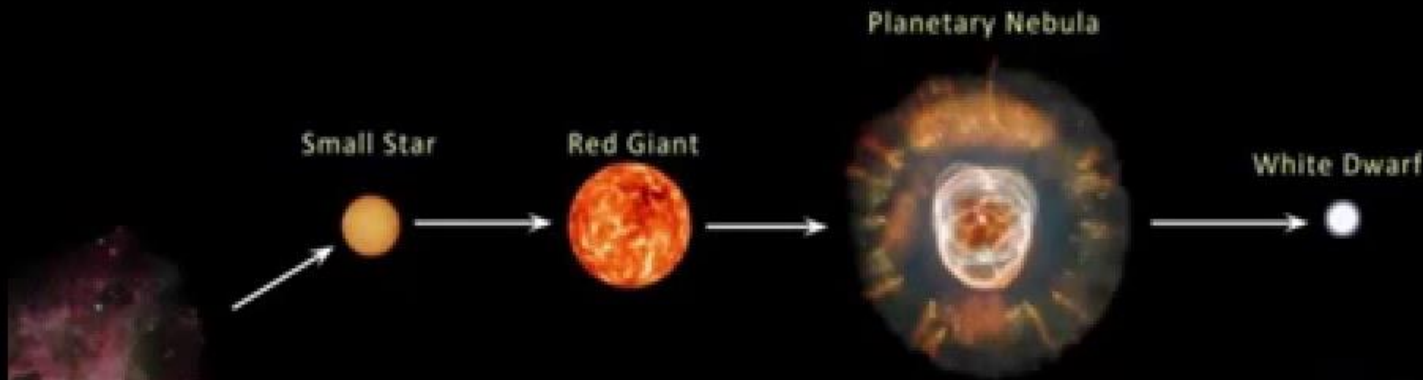


(Adaptado do curso AGA0215 da **Profa. Thais Idiart**)

# EVOLUÇÃO ESTELAR



## EVOLUTION OF STARS



**Estrelas de baixa massa**

$$0,25 M_{\odot} \leq M \leq 2,5 M_{\odot}$$

Stellar Cloud  
with  
Protostars

**Estrelas de massa intermediária**

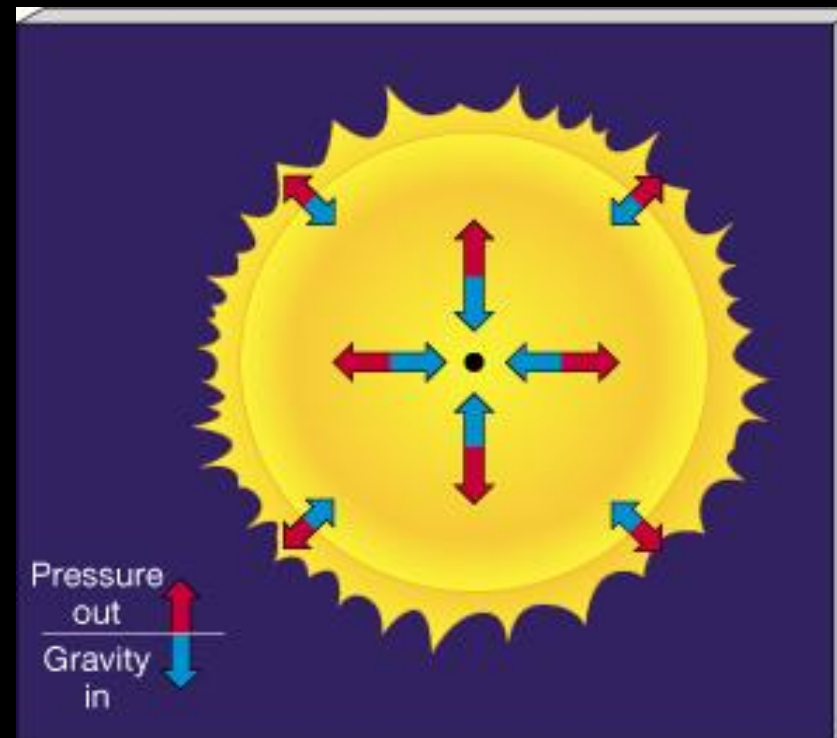
$$2,5 M_{\odot} < M \leq 12 M_{\odot}$$

**Maior parte da vida das estrelas** → **sequência principal (SP)**

**Característica da fase de sequência principal :**

- 1) Fusão do H transformando-se em  $^4\text{He}$  (expressão usada: queima do H no núcleo) Queima = fusão**
- 2) Estrela em equilíbrio hidrostático**

**a gravidade é estabilizada pela pressão do gás aquecido pela queima do H**



Para estrelas  $M \leq 1,5 M_{\odot}$  a cadeia PP domina



Start Animation

Reset Animation

  $\gamma$  Gamma ray

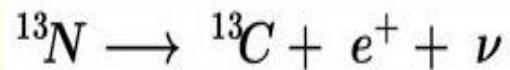
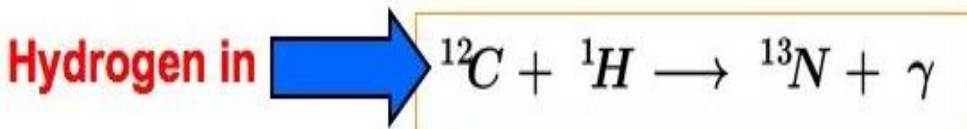
  $\nu$  Neutrino

 Proton

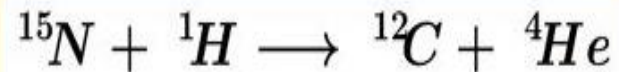
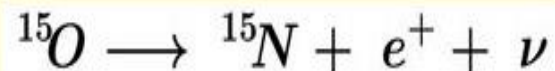
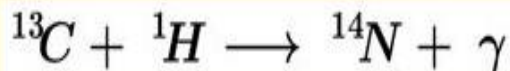
 Neutron

 Positron

**Para estrelas  $M > 1,5 M_{\odot}$  a cadeia CNO domina  
CNO são catalisadores na queima de H em He**



**decaimento  $\beta$  : transformação  
 $p \Rightarrow n + e^+ + \nu$**



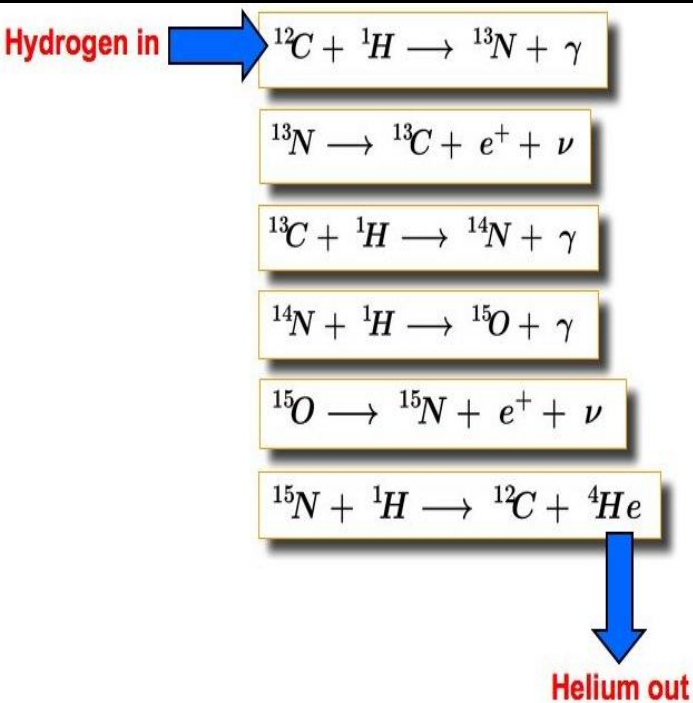
  
Helium out

**\*Partícula beta =  $e^-$  ou  $e^+$   
de alta energia**

Num núcleo estável, um próton  
ou um nêutron não decaem.

Um núcleo que tem muito mais  
prótons do que nêutrons ou  
vice-versa, pode se transformar  
um no outro emitindo uma  
partícula beta\* e um neutrino.

# Para estrelas $M > 1,5 M_{\odot}$ a cadeia CNO domina CNO são catalisadores na queima de H em He



Start Animation

Reset Animation



Proton



Positron



$\gamma$  Gamma ray



$\nu$  Neutrino

$^{12}\text{C}$

$^4\text{He}$

## Exemplos de tempo de vida:

estrela de  $1 M_{\odot}$ :  $\sim 10^7$  anos na pré-SP

$\sim 10^{10}$  na SP

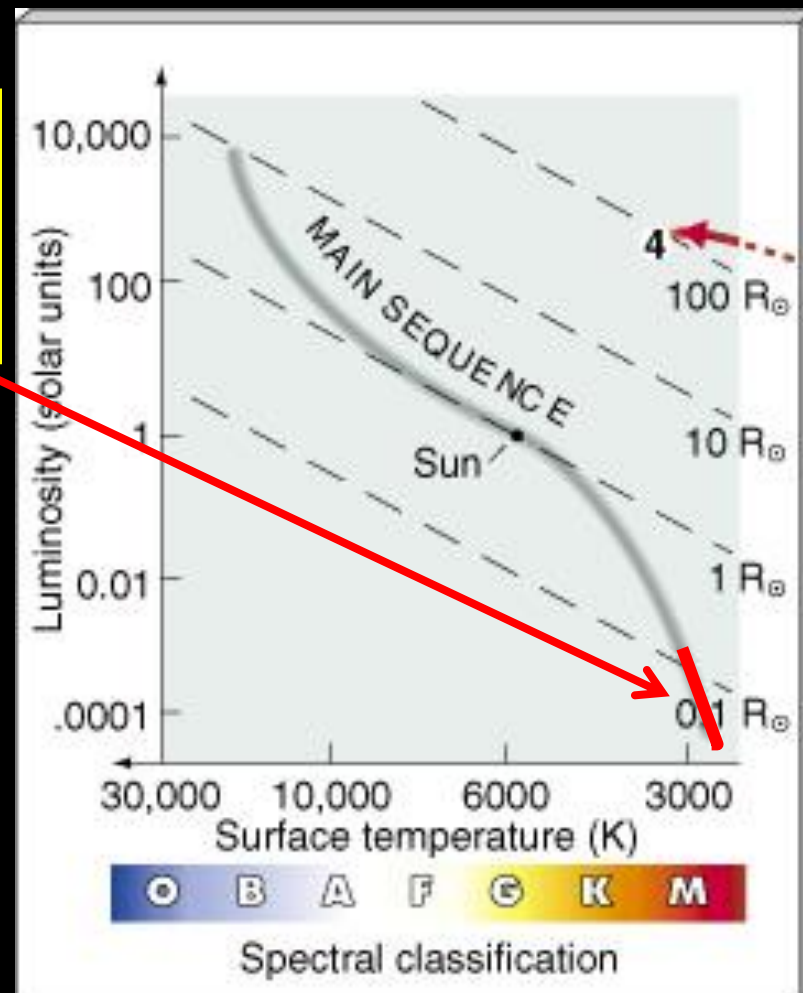
estrela de  $3 M_{\odot}$ :  $\sim 10^6$  anos na pré-SP

$\sim 4 \times 10^8$  na SP

**Estrelas de baixa massa**  
( $M \ll 1 M_{\odot}$ ): não deixaram a SP  
desde a formação do Universo. É o  
caso, por exemplo, das **anãs M**

Para uma estrela de  $0,5 M_{\odot}$ :

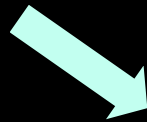
$$t = (10^{10} \text{ anos}) \frac{M_{\odot}^3}{(0,5 M_{\odot})^3}$$
$$= 80 \times 10^9 \text{ anos}$$



# EVOLUÇÃO PÓS-SEQUÊNCIA PRINCIPAL

Quando se inicia ?

H é totalmente consumido no centro da estrela



Começam a ocorrer  
mudanças estruturais  
na estrela.



★ deixa a SP

Estágios de evolução pós-SP



final da vida da ★



dependem da massa



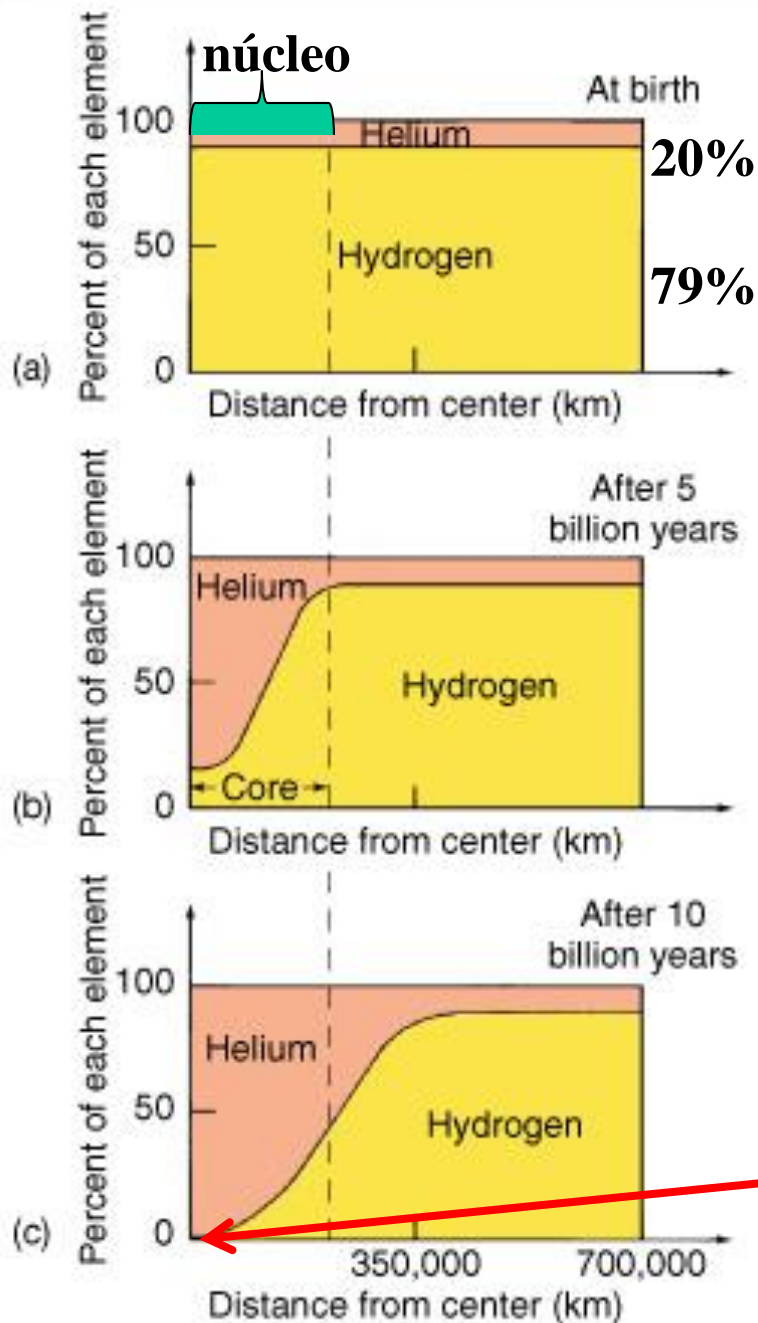
# A evolução do Sol

**Nascimento do Sol : composto na maior parte por H e He (abundância do meio interestelar em que o Sol foi formado)**

**Estágio atual do Sol : queima do H no núcleo**

**H completamente esgotado no centro deixa a SP**

**\* Note que a estrela ainda é formada na sua maior parte por H**



## Estrela deixa a sequencia principal

PRESSÃO DO GÁS ENFRAQUECE, POIS DIMINUI DRASTICAMENTE O H  
PARA FUSIONAR NO NÚCLEO

(T deve ultrapassar  $\sim 10^8$  K para haver fusão do He... )

Estrela perde moderadamente o  
equilíbrio com a força gravitacional

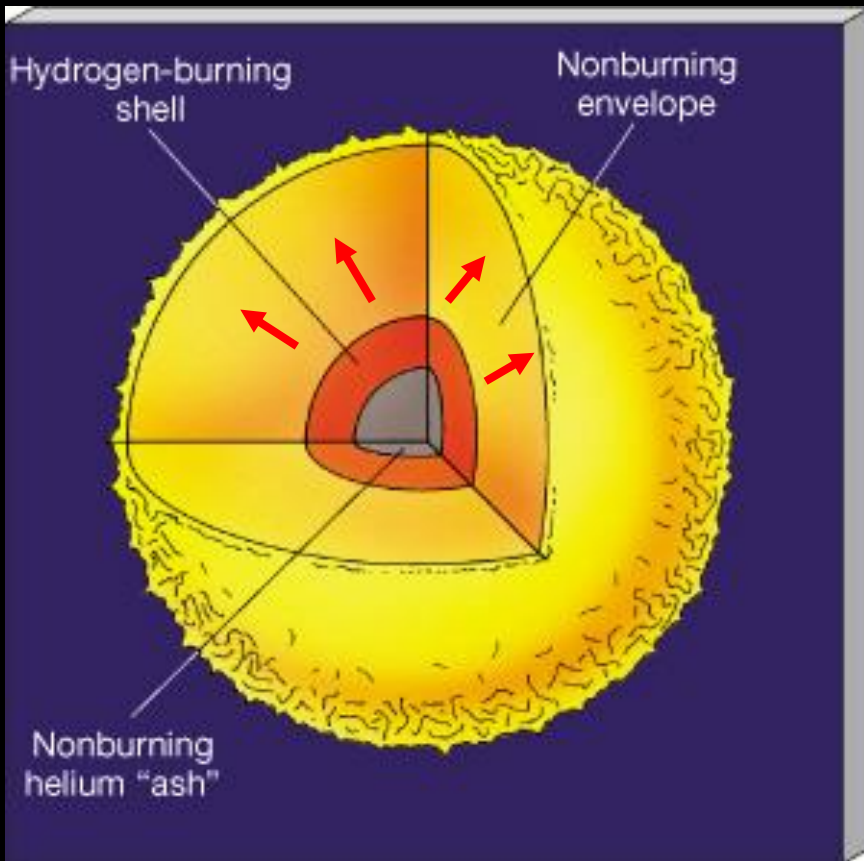


**COMEÇA A HAVER CONTRAÇÃO  
DO NÚCLEO DA ESTRELA**

## COM A CONTRAÇÃO DO NÚCLEO DA ESTRELA



**T NO NÚCLEO E EM CAMADAS  
VIZINHAS COMEÇA A AUMENTAR  
( $T_c$  = TEMPERATURA CENTRAL)**



**H começa a queimar nas  
camadas vizinhas: pressão  
do gás aumenta nesta área**



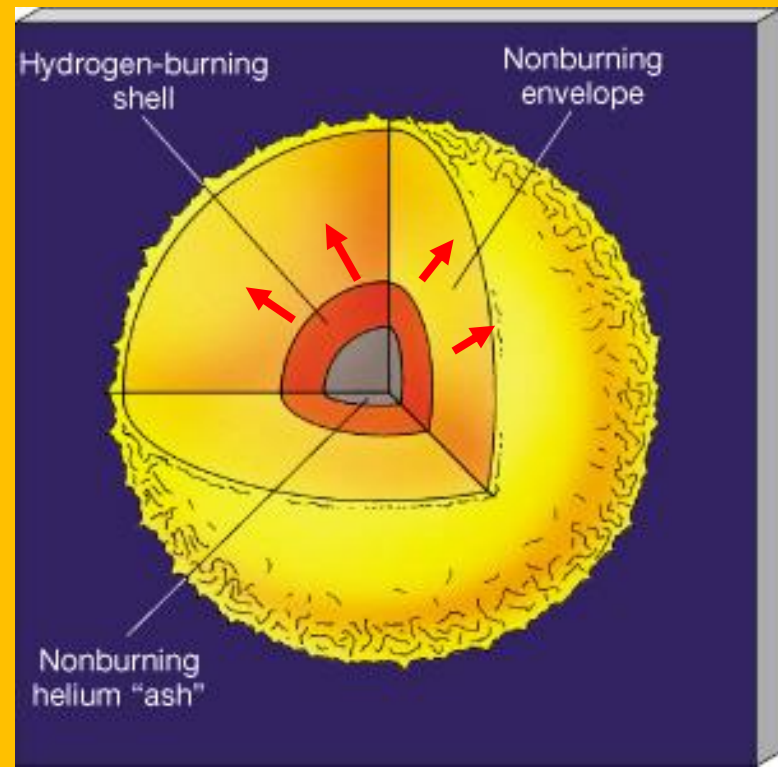
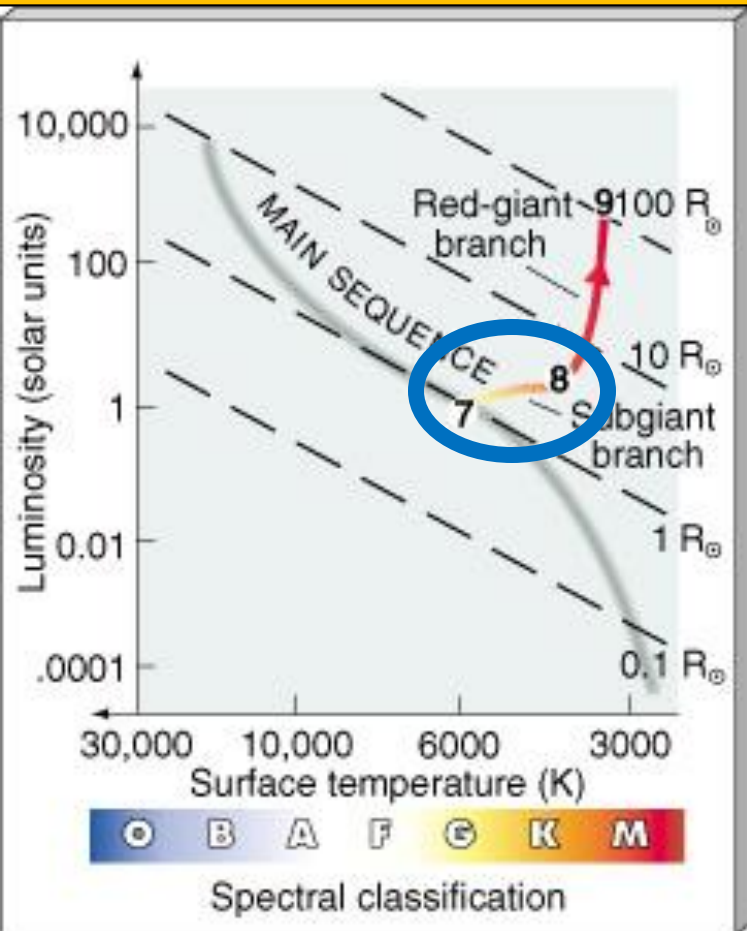
**Inicia o aumento do  
tamanho da ☆**

# ESTRELA NO RAMO DAS SUB-GIGANTES

aumenta o tamanho da ☆

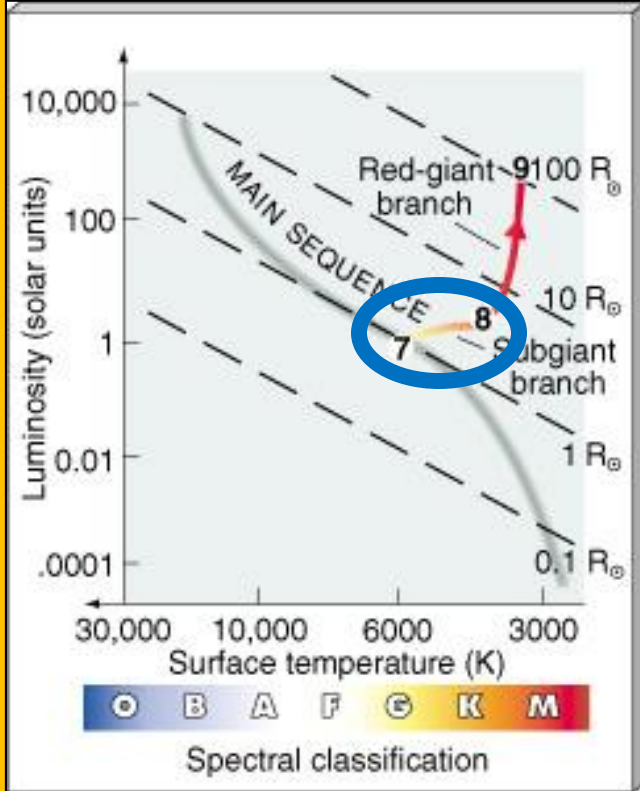


**CAMADAS + EXTERNAS RESFRIAM**  
**TEMPERATURA SUPERFICIAL ( $T_{\text{SUP}}$ )**  
**DIMINUI**



# ESTRELA NO RAMO DAS SUB-GIGANTES

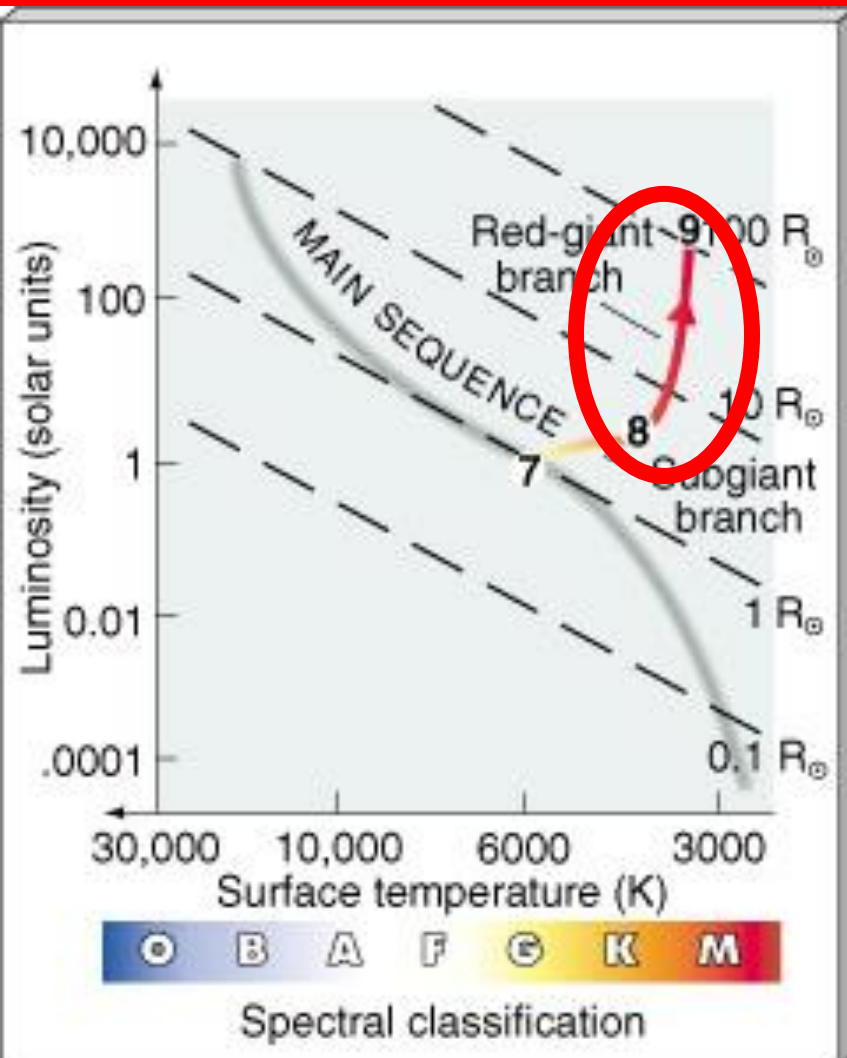
## ESTÁGIO DE 7 A 8



**DIMINUIÇÃO DA T SUPERFICIAL  
E PEQUENO AUMENTO DA L**

ESTÁGIO	TEMPO ATÉ O PRÓXIMO ESTÁGIO (ANOS)	T CENTRAL (K)	T SUPERF. (K)	DENSIDADE CENTRAL (Kg/m <sup>3</sup> )	DIÂMETRO (KM) (raio solar)	OBJETO
7	10 <sup>10</sup>	15×10 <sup>6</sup>	6000	10 <sup>5</sup>	7×10 <sup>5</sup> (1)	ESTRELA DE SP
8	10 <sup>8</sup>	50×10 <sup>6</sup>	4000	10 <sup>7</sup>	2×10 <sup>6</sup> (3)	SUBGIGANTE

# ESTRELA NO RAMO DAS GIGANTES VERMELHAS ESTÁGIO DE 8 A 9



**Interior começa a ficar opaco à radiação**



**Convecção atua como transporte de energia para regiões mais externas**

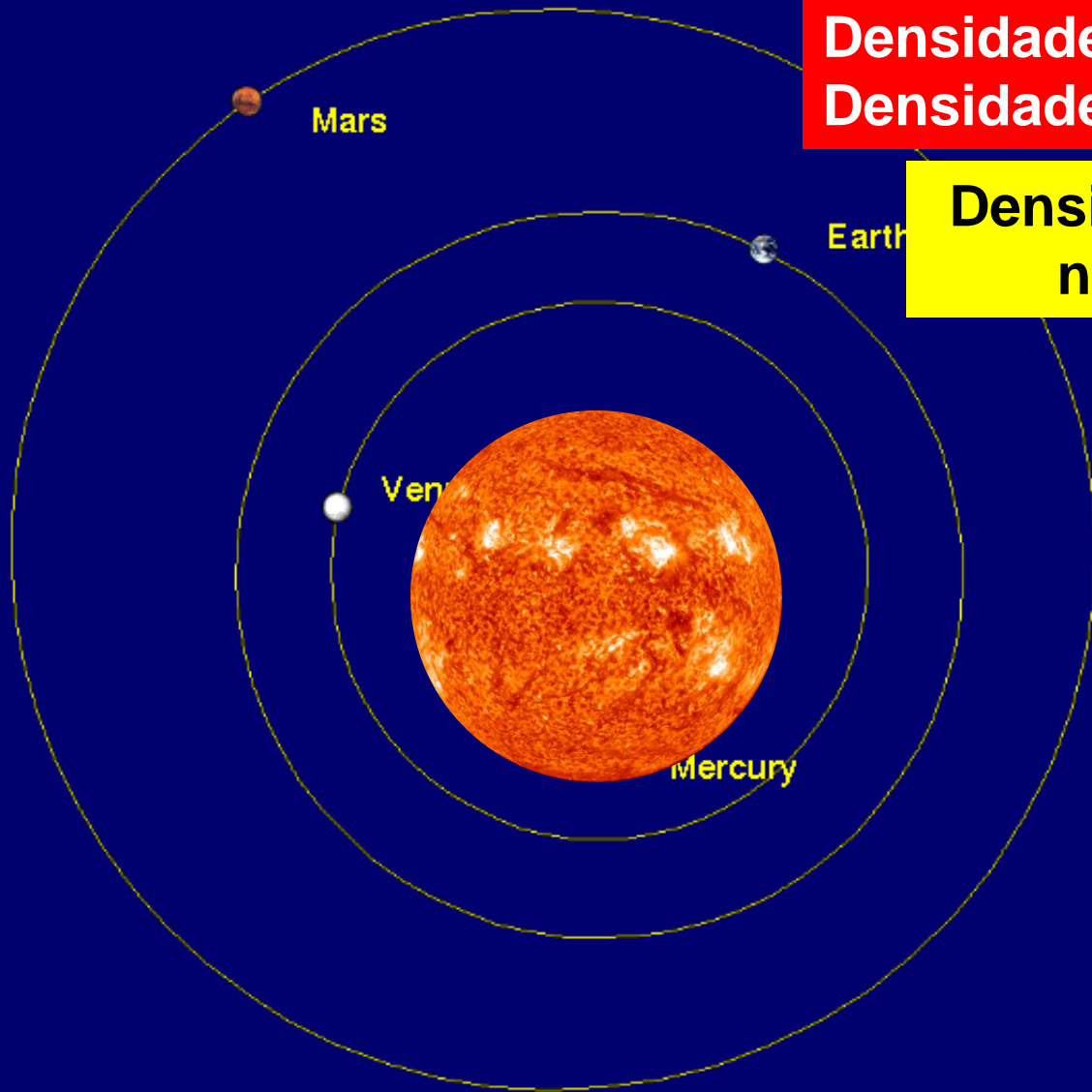


**com a queima mais intensa nas camadas vizinhas ao núcleo, as camadas + externas se expandem mais e a L cresce mais**

**$T_{\text{sup}}$  fica ~ constante entre 8 e 9**

<b>ESTÁGIO</b>	<b>TEMPO ATÉ O PRÓXIMO ESTÁGIO (ANOS)</b>	<b>T CENTRAL (K)</b>	<b>T SUPERF. (K)</b>	<b>DENSIDADE CENTRAL (Kg/m<sup>3</sup>)</b>	<b>DIÂMETRO (KM) (raio solar)</b>	<b>OBJETO</b>
<b>7</b>	<b>10<sup>10</sup></b>	<b>15×10<sup>6</sup></b>	<b>6000</b>	<b>10<sup>5</sup></b>	<b>7×10<sup>5</sup> (1)</b>	<b>ESTRELA DE SP</b>
<b>8</b>	<b>10<sup>8</sup></b>	<b>50×10<sup>6</sup></b>	<b>4000</b>	<b>10<sup>7</sup></b>	<b>2×10<sup>6</sup> (3)</b>	<b>SUBGIGANTE</b>
<b>9</b>	<b>10<sup>5</sup></b>	<b>100×10<sup>6</sup></b>	<b>4000</b>	<b>10<sup>8</sup></b>	<b>70×10<sup>6</sup> (100)</b>	<b>GIGANTE VERMELHA</b>

**Na fase 9 a estrela atinge um tamanho um pouco maior que a órbita de Mercúrio ( $100 R_{\odot}$ )**



**Densidade na superfície  $\sim 10^{-3} \text{ kg/m}^3$   
Densidade média  $\sim 5000 \text{ kg/m}^3$**

**Densidade média =  $1410 \text{ kg/m}^3$   
na sequencia principal**



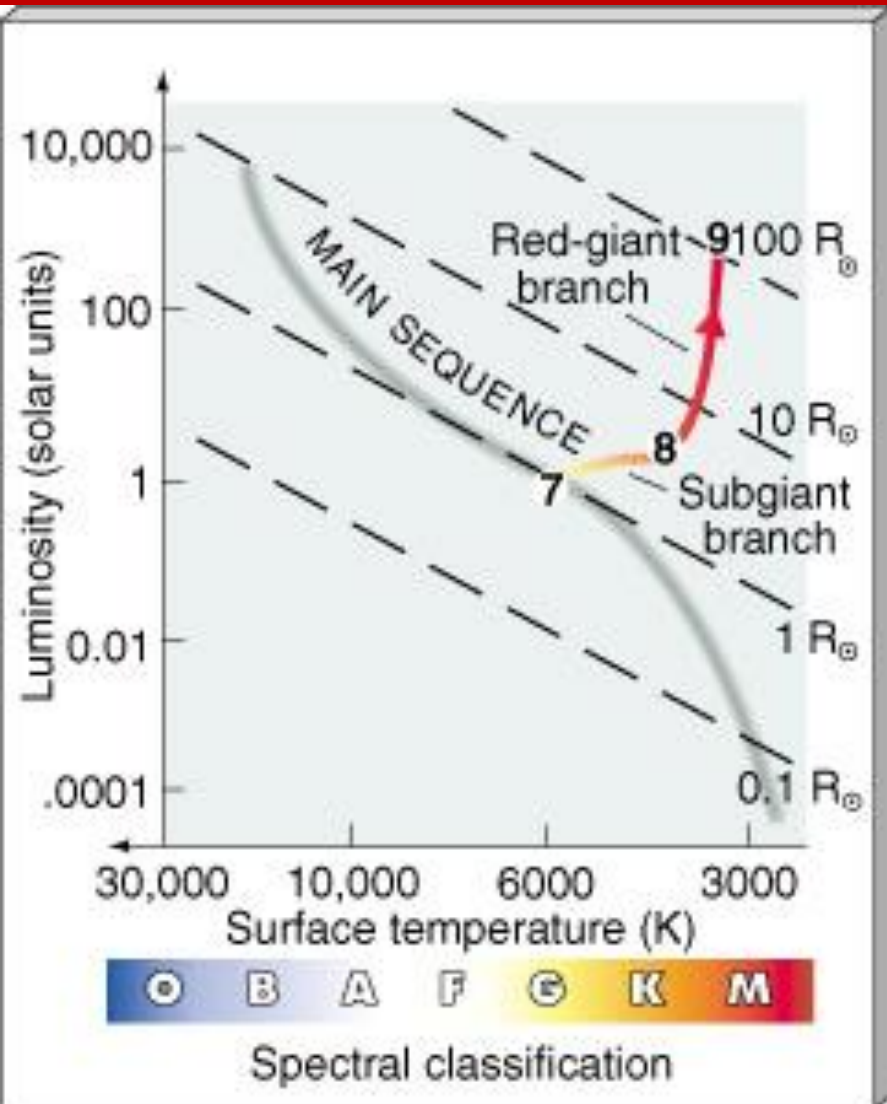
## Estágio 9

Se  $M_{\star} < (1/4)M_{\odot}$  :

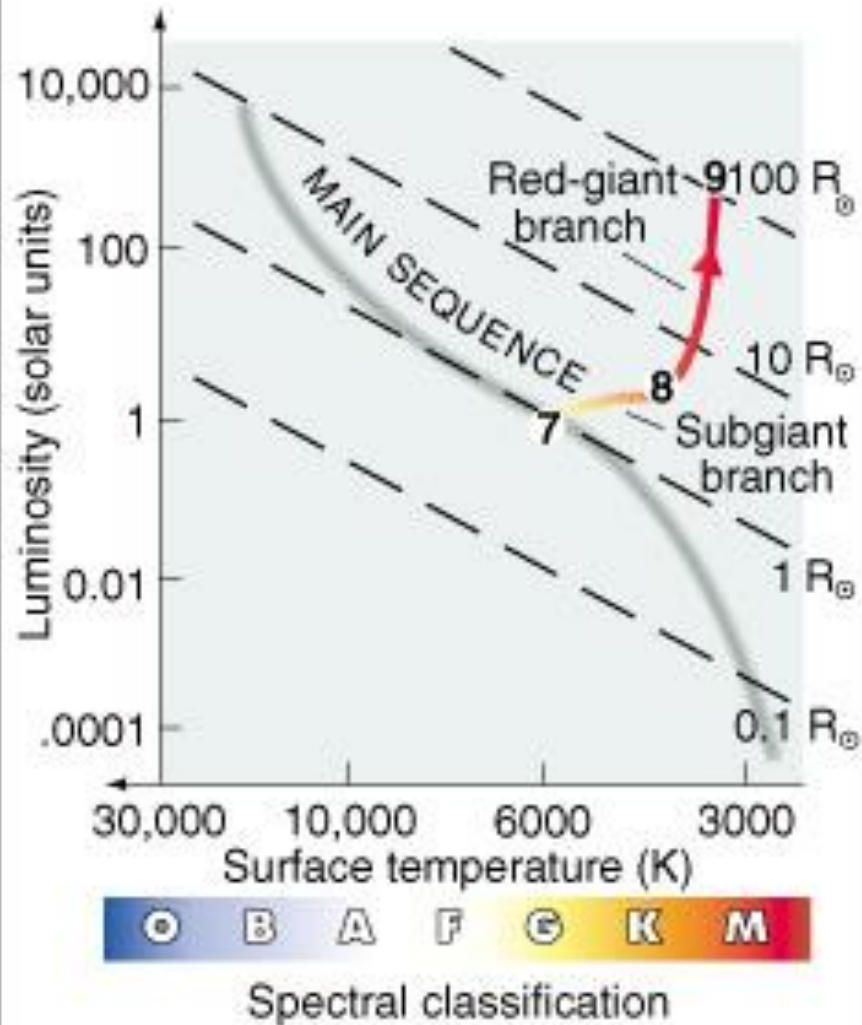
A medida que o núcleo de He encolhe

camadas externas da  $\star$  são ejetadas pela queima do H nas camadas vizinhas ao núcleo

Não há queima do He



## Estágio 9



**Atinge T necessária para o começo das reações de fusão do He ( $T \sim 10^8$  K)**

**Começa a fusão do He transformando-se em C**  
**PROCESSO TRIPLO-ALFA**



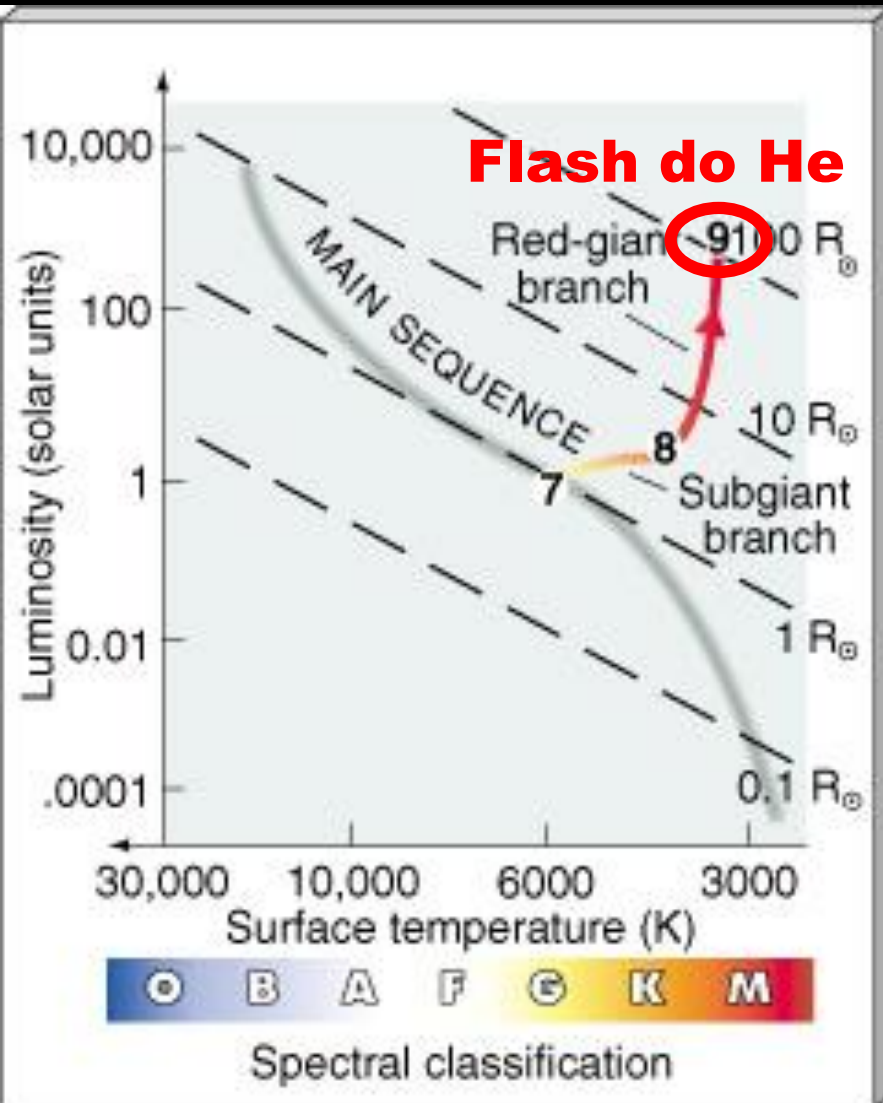
**${}^8\text{Be}$  é o isótopo altamente instável do Berílio (leva  $10^{-12}$  s para decair em 2  ${}^4\text{He}$ ). Mas devido à grande densidade e temperatura no interior estelar,  ${}^8\text{Be}$  funde com outro  ${}^4\text{He}$  antes que ocorra seu decaimento.**

**Para estrelas de massa**  
 **$0,8 M_{\odot} < M < 2,5 M_{\odot}$**

## FLASH DO HELIO

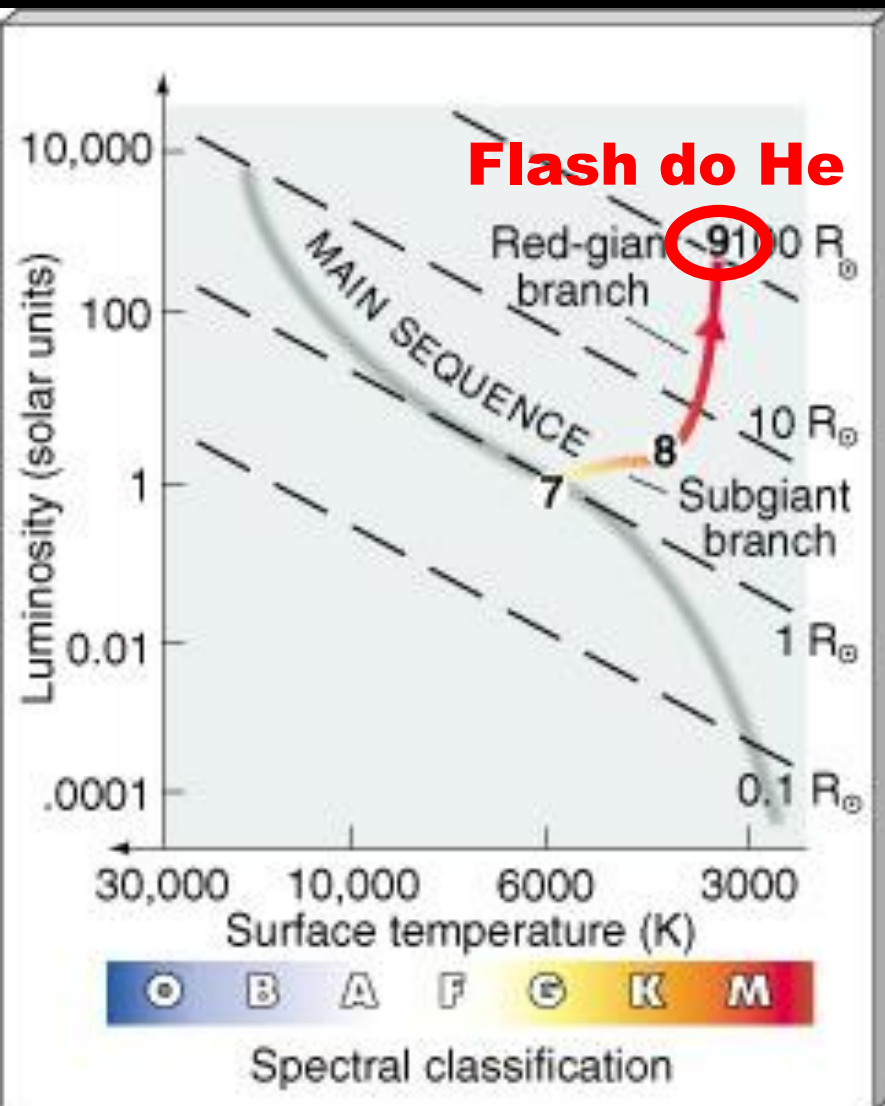
A pressão dentro do núcleo de He que se opõe ao seu colapso é quase totalmente devido à **DEGENERESCÊNCIA DOS ELÉTRONS**

Degenerescência = condição da matéria que se encontra **altamente comprimida.**



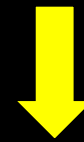
**Para estrelas de massa**  
 $0,8 M_{\odot} < M < 2,5 M_{\odot}$

FLASH DO HE



1) Para conter o colapso: substituição da pressão térmica pela pressão de degenerescência ( $P_D$ ).

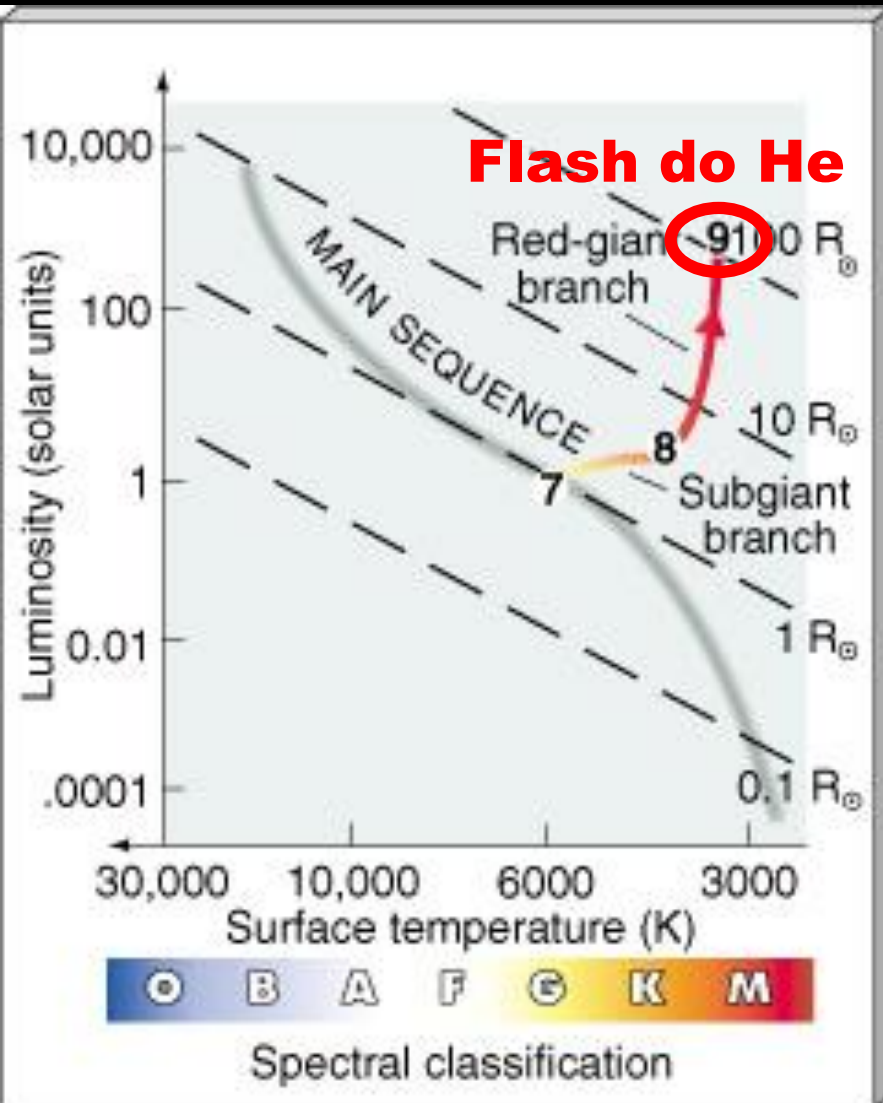
2)  $P_D$  se torna independente de  $T$ : reações de fusão começam a ocorrer (queima instável),  $T$  aumenta, mas a pressão não cresce proporcionalmente  $\Rightarrow$  não há expansão do gás.



**He queima explosivamente**  
**“Surtos” de fusão**

Para estrelas de massa  
 $0,8 M_{\odot} < M < 2,5 M_{\odot}$

FLASH DO HE

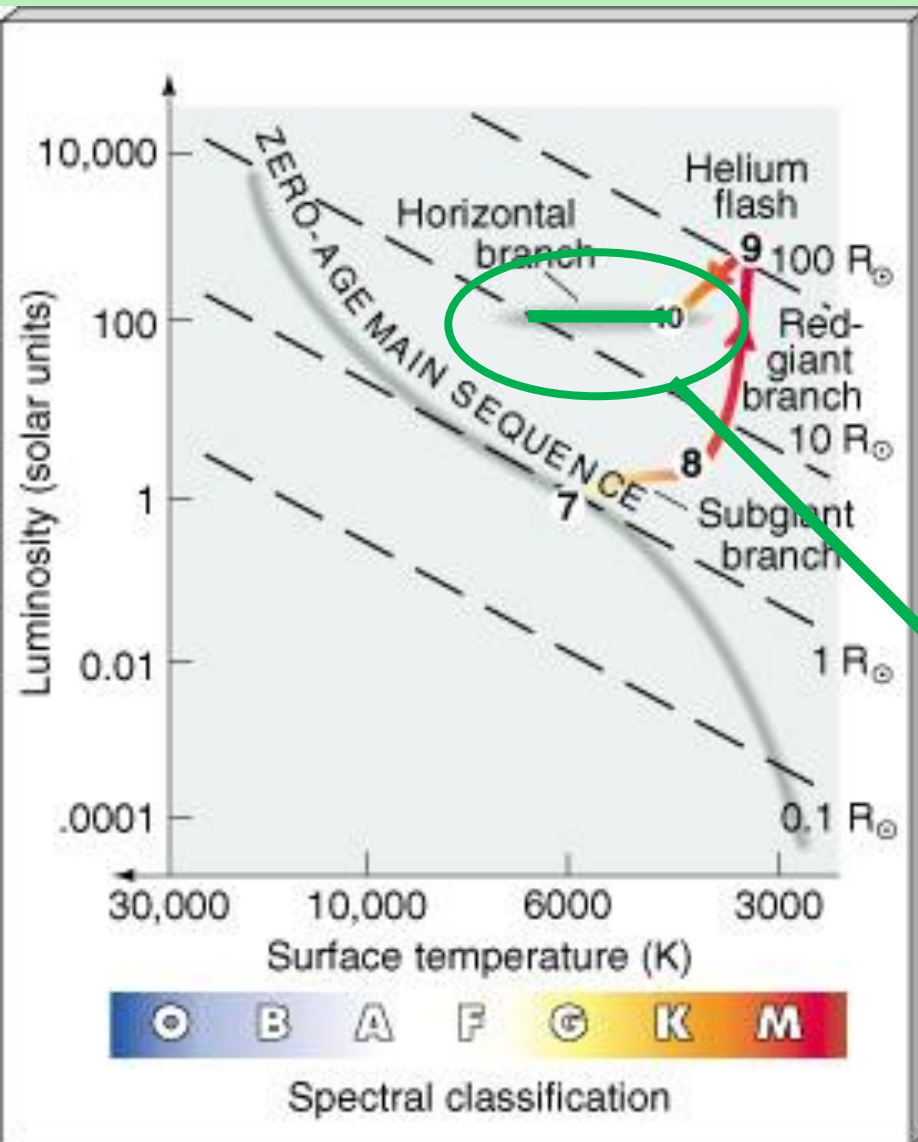


He fusiona explosivamente durante horas até a T atingir um valor alto o suficiente para que a pressão do gás (radiação) novamente se torne importante.

$$P_{\text{gás}} > P_D$$

**Para estrelas de massa**  
 $0,8 M_{\odot} < M < 2,5 M_{\odot}$

**RAMO HORIZONTAL**



**Após a  $P_{\text{gás}}$  se tornar novamente importante**



**Ajuste para o equilíbrio da estrela: o núcleo se expande e a sua densidade central diminui  $\Rightarrow$  luminosidade e raio diminuem**

**Queima estável do He**

**Para estrelas de massa**  
 **$0,8 M_{\odot} < M < 2,5 M_{\odot}$**

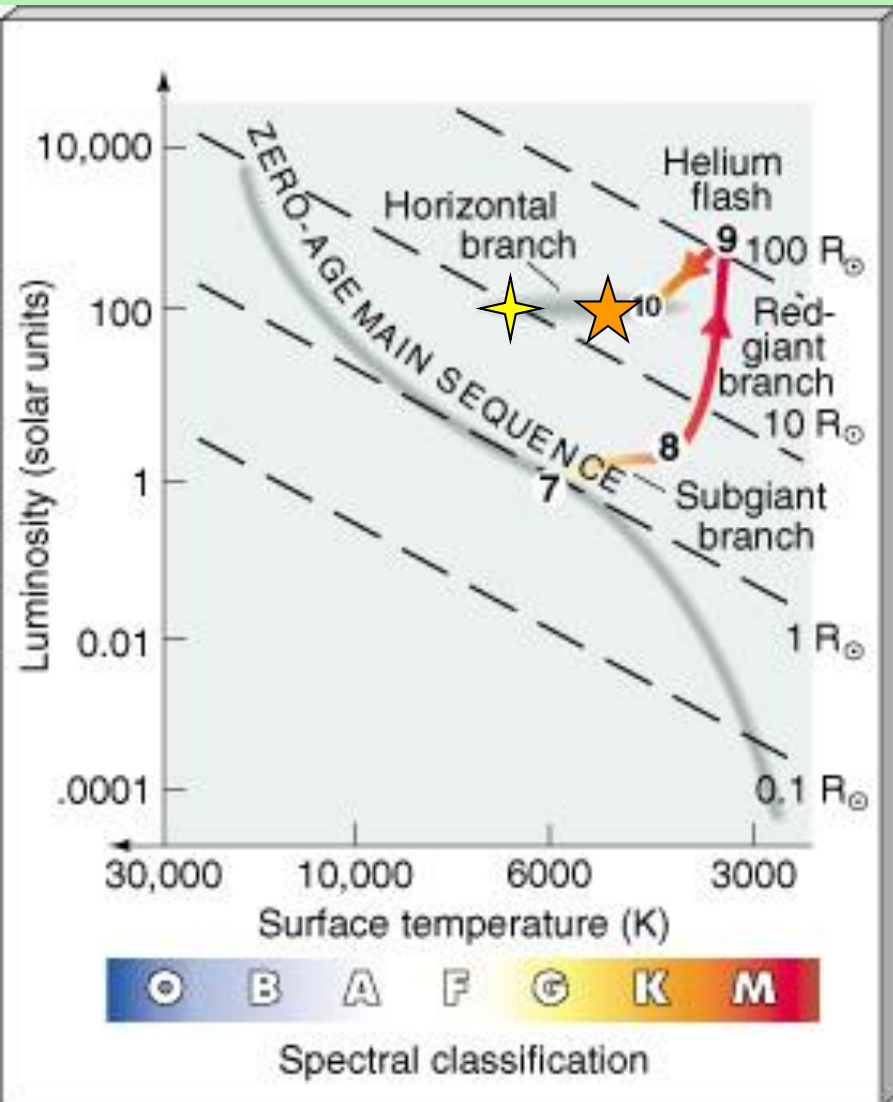
**Posição da estrela no ramo horizontal depende da sua massa restante depois do estágio de gigante vermelha (9).**

**Durante o estágio de gigante vermelha há uma perda significativa de massa da estrela através de ventos (20% a 30% de perda de sua massa inicial)**

**Estrelas com massas restantes maiores têm T superficiais mais baixas  $\Rightarrow$  lado direito do ramo horizontal  $\star$**

**Massas restantes menores : lado esquerdo  $\star$**

**Luminosidade ~ a mesma.**

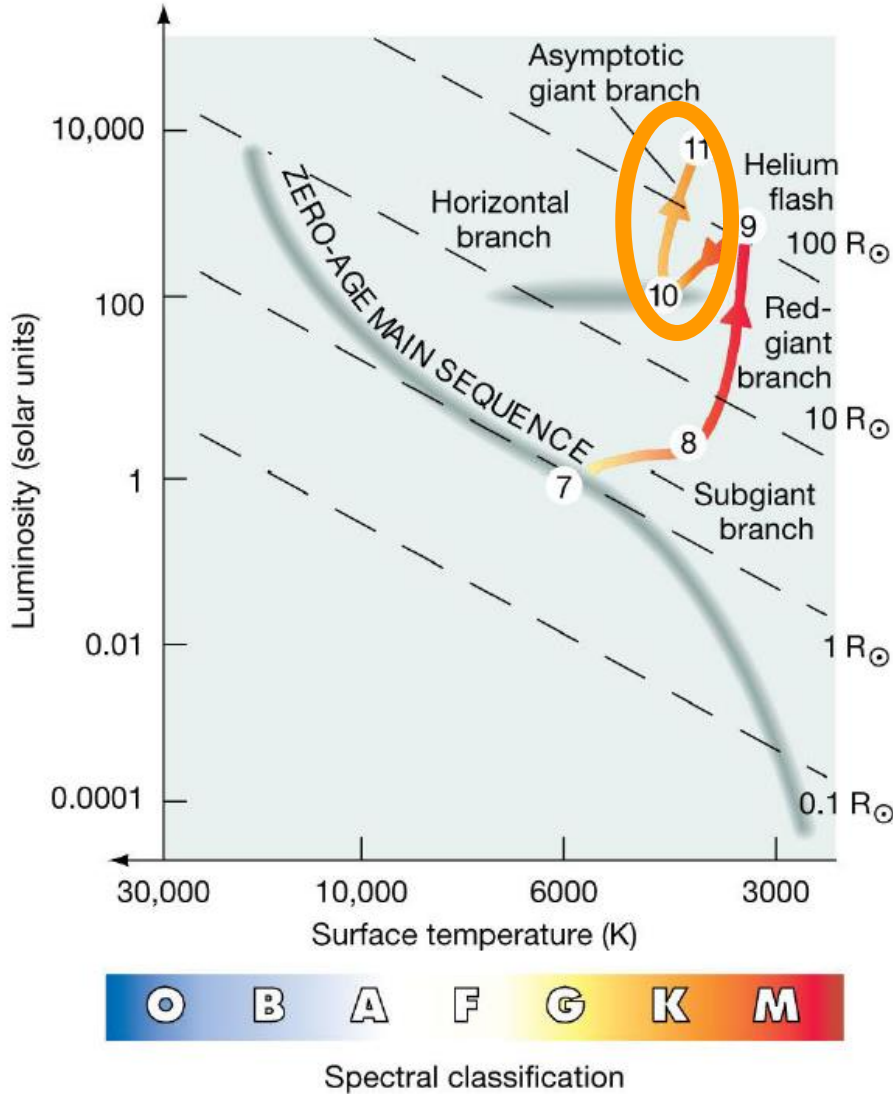


<b>ESTÁGIO</b>	<b>TEMPO ATÉ O PRÓXIMO ESTÁGIO (ANOS)</b>	<b>T CENTRAL (K)</b>	<b>T SUPERF. (K)</b>	<b>DENSIDADE CENTRAL (Kg/m<sup>3</sup>)</b>	<b>DIÂMETRO (KM) (raio solar)</b>	<b>OBJETO</b>
<b>7</b>	<b>10<sup>10</sup></b>	<b>15×10<sup>6</sup></b>	<b>6000</b>	<b>10<sup>5</sup></b>	<b>7×10<sup>5</sup> (1)</b>	<b>ESTRELA DE SP</b>
<b>8</b>	<b>10<sup>8</sup></b>	<b>50×10<sup>6</sup></b>	<b>4000</b>	<b>10<sup>7</sup></b>	<b>2×10<sup>6</sup> (3)</b>	<b>SUBGIGANTE</b>
<b>9</b>	<b>10<sup>5</sup></b>	<b>100×10<sup>6</sup></b>	<b>4000</b>	<b>10<sup>8</sup></b>	<b>70×10<sup>6</sup> (100)</b>	<b>GIGANTE VERMELHA</b>
<b>10</b>	<b>5×10<sup>7</sup></b>	<b>200×10<sup>6</sup></b>	<b>5000</b>	<b>10<sup>7</sup></b>	<b>7×10<sup>6</sup> (10)</b>	<b>RAMO HORIZONTAL</b>



# RAMO ASSINTÓTICO DAS GIGANTES

## ESTÁGIO DE 10 A 11

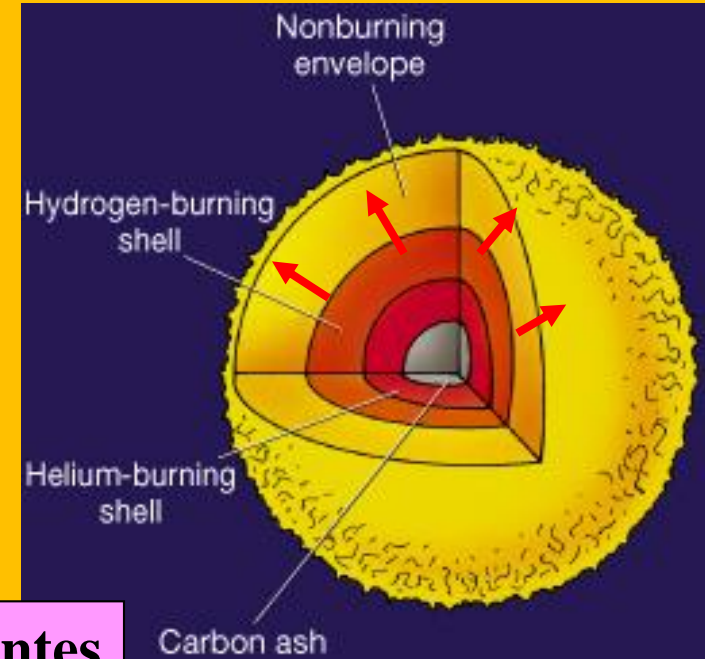


**He se esgota rapidamente no ramo horizontal (dezenas de milhões de anos)**

**Começa a se formar um núcleo inerte de C**

**Contração do núcleo T central aumenta**

**Queima de He e H em camadas mais externas**



**2ª vez que expande: ramo assintótico das gigantes**

ESTÁGIO	TEMPO ATÉ O PRÓXIMO ESTÁGIO (ANOS)	T CENTRAL (K)	T SUPERF. (K)	DENSIDADE CENTRAL (Kg/m <sup>3</sup> )	DIÂMETRO (KM) (raio solar)	OBJETO
7	$10^{10}$	$15 \times 10^6$	6000	$10^5$	$7 \times 10^5$ (1)	ESTRELA DE SP
8	$10^8$	$50 \times 10^6$	4000	$10^7$	$2 \times 10^6$ (3)	SUBGIGANTE
9	$10^5$	$100 \times 10^6$	4000	$10^8$	$70 \times 10^6$ (100)	GIGANTE VERMELHA
10	$5 \times 10^7$	$200 \times 10^6$	5000	$10^7$	$7 \times 10^6$ (10)	RAMO HORIZONTAL
11	$10^4$	$250 \times 10^6$	4000	$10^8$	$400 \times 10^6$ (500)	RAMO ASSINTÓTICO DAS GIGANTES

Um pouco maior do que a órbita de Mercúrio

maior do que a órbita de Marte

## Após o estágio 11

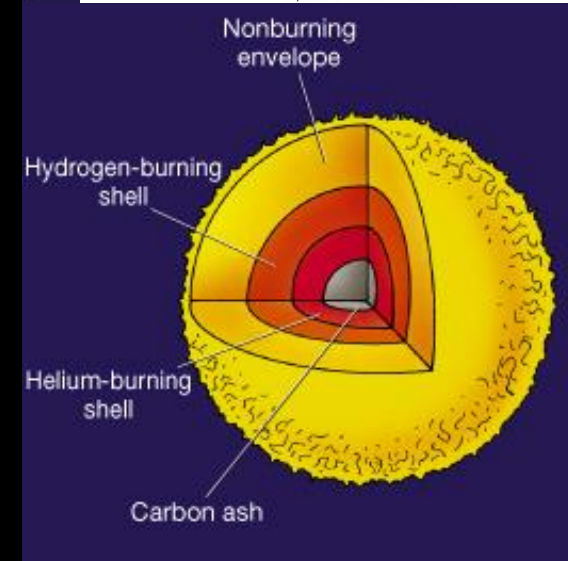
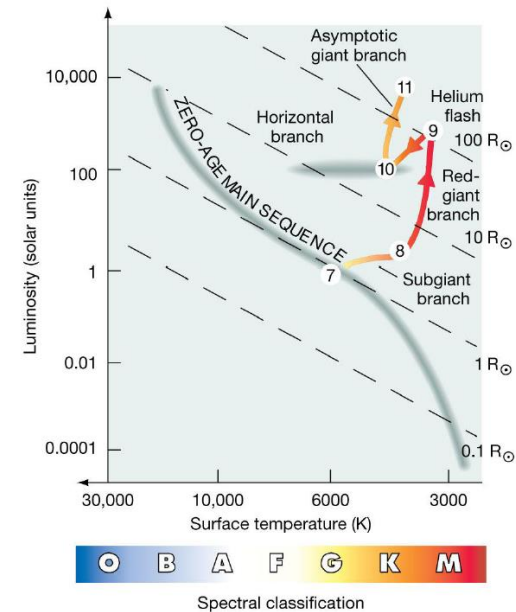
O núcleo se contrai  $\Rightarrow$  a  $T_c$  cresce mais  $\Rightarrow$  para estrelas de baixa massa ( $0,25 M_{\odot} \leq M \leq 2,5 M_{\odot}$ )  $T$  nunca atinge o valor suficiente para queimar o C no núcleo (600 milhões de K).

Estrela novamente sustentada pela  $P_D$

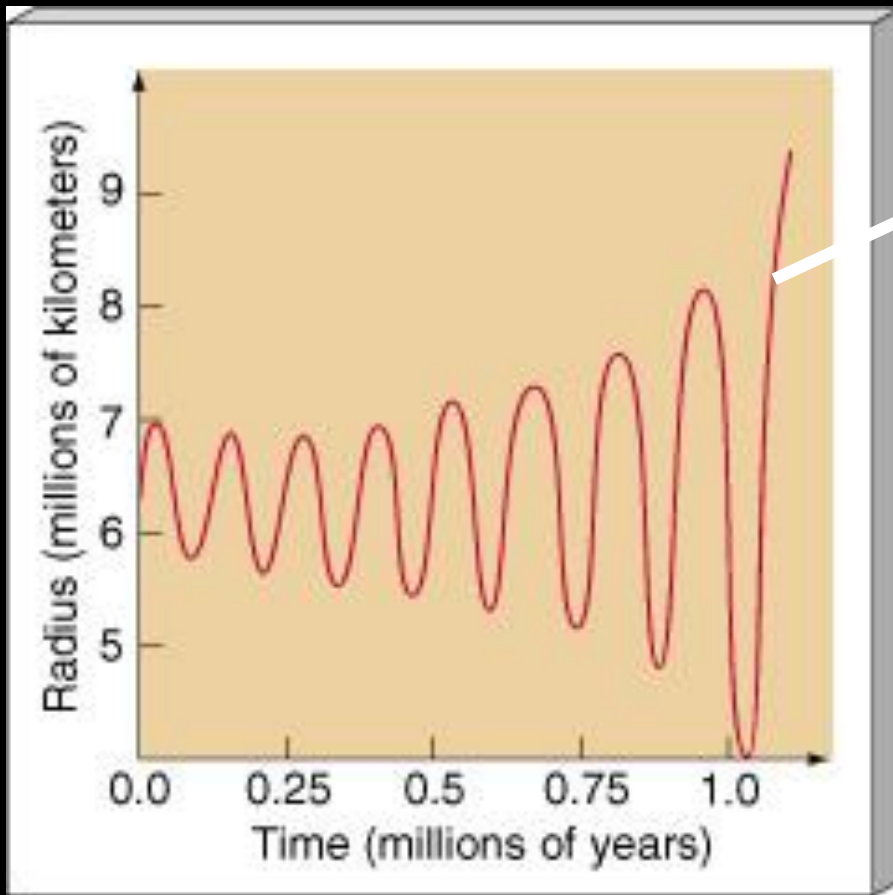
Um pouco de O é formado na parte inferior da camada de queima do He :



A medida que  $T_c$  cresce mais, a camada de queima de Hélio experimenta várias séries de queimas explosivas (flashes do He) = pulsos térmicos.

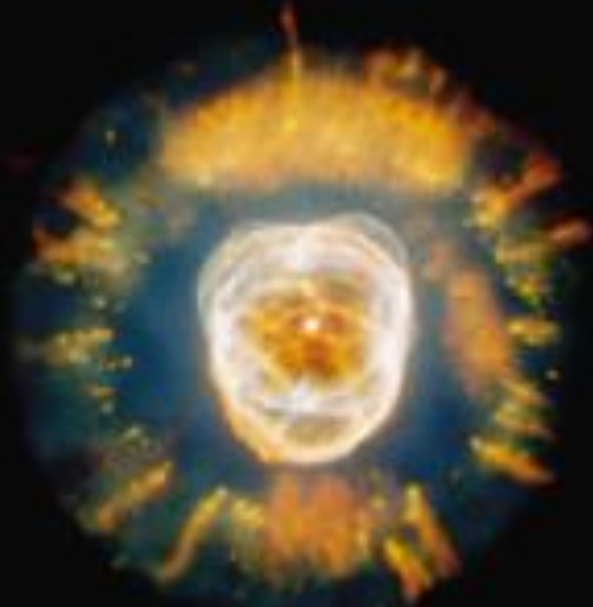


**estrela torna-se pulsante  
= varia seu brilho e seu raio**

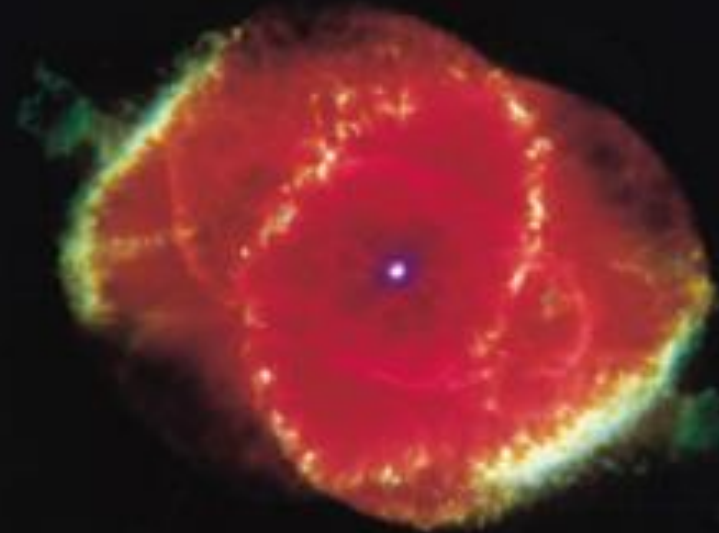


**As camadas externas da gigante vermelha vão ficando instáveis experimentando uma série de pulsações com o raio crescendo cada vez mais.**

**Finalmente as camadas externas da estrela são ejetadas, transformando-se em NEBULOSA PLANETÁRIA**



(a)



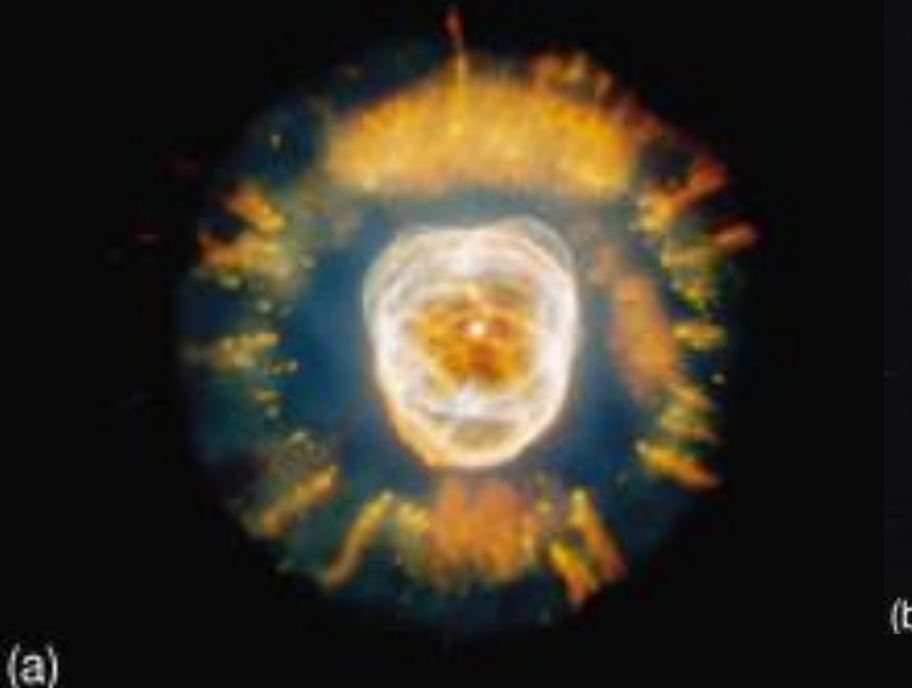
(b)



$t \sim 10^4$  anos para a expansão total do gás : tempo de vida de uma NP antes de sua dispersão no meio interestelar.

**ANÃ BRANCA DE CO**

**ESTRELAS  $M < (1/4) M_{\odot}$  :  
ANÃ BRANCA DE HE**



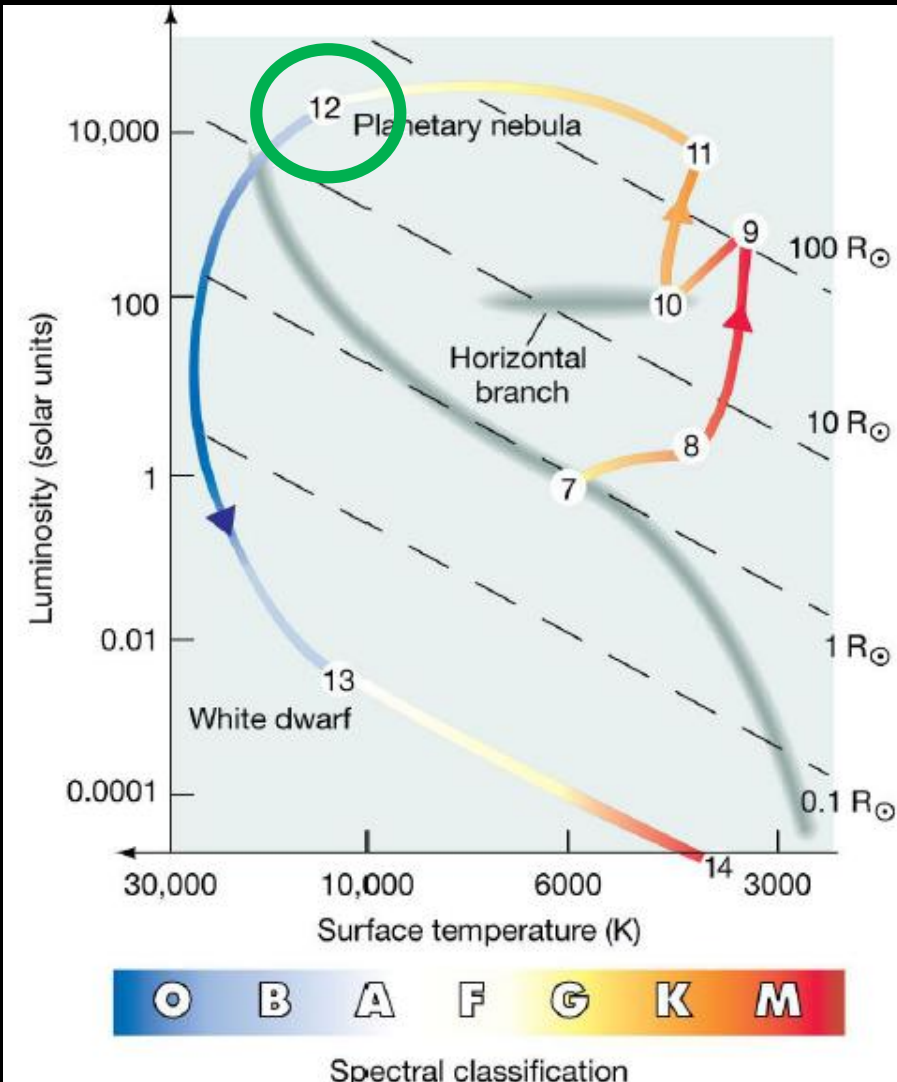
(b)



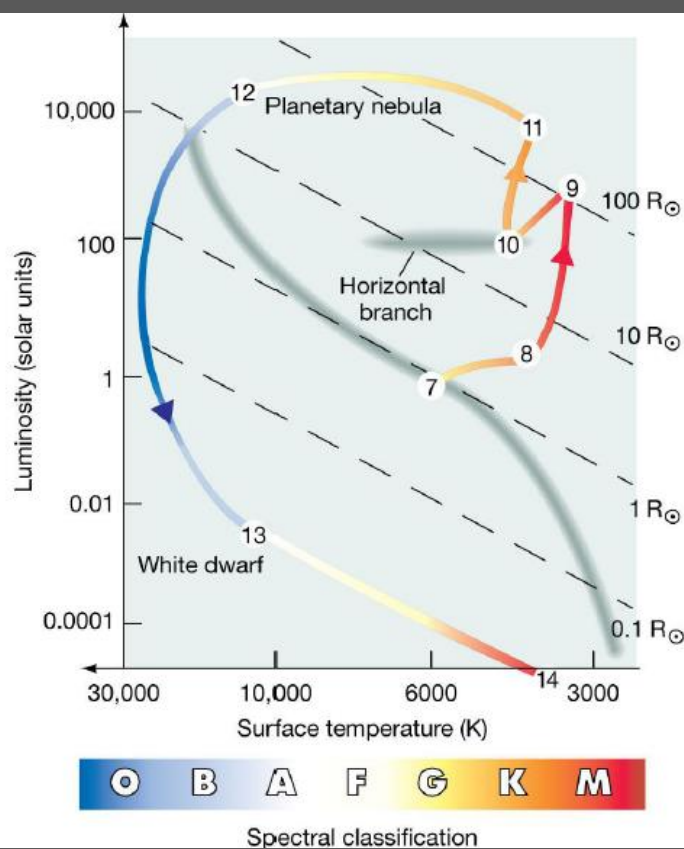
**A estrela agora consiste de duas partes:**

- 1. Central: pequeno núcleo de C-O, quente e denso e ainda muito luminoso. Somente as partes mais externas do núcleo continuam fundindo He para formar C e O.**
- 2. Externa: envoltória ejetada = nebulosa planetária**

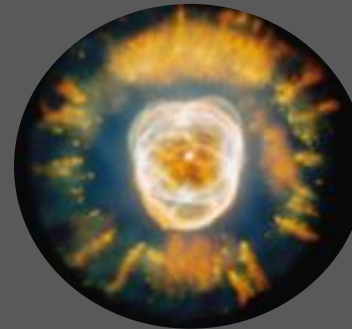
# ESTÁGIO 12



A medida que as partes externas do núcleo exaurem o que resta de He  $\Rightarrow$  contrai e aumenta a  $T_{\text{sup}}$   $\Rightarrow$  vai para a esquerda do diagrama HR



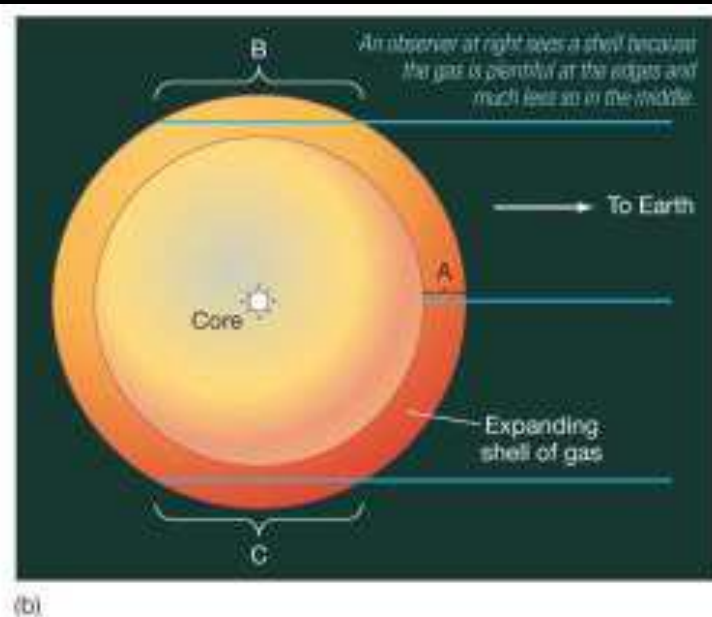
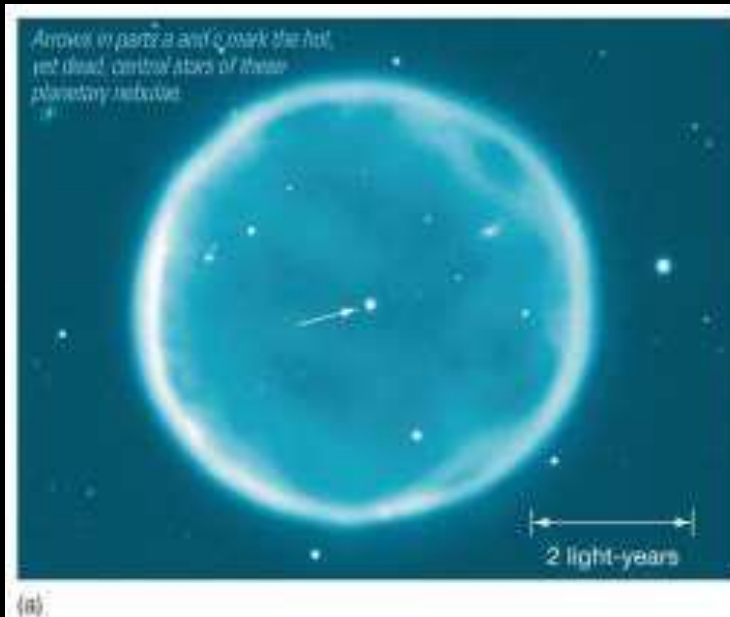
Núcleo produz radiação UV que ioniza as partes internas da nuvem que se destacou da estrela ⇒ nebulosa planetária (espectro parecido com o de uma nebulosa de emissão).



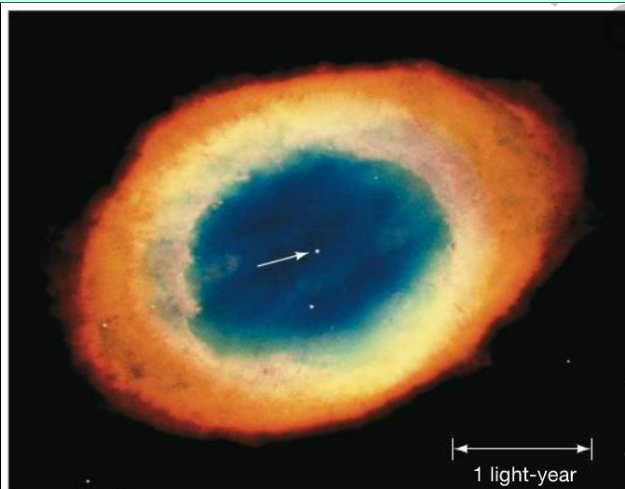
ESTÁGIO	TEMPO ATÉ O PRÓXIMO ESTÁGIO (ANOS)	T CENTRAL (K)	T SUPERF. (K)	DENSIDADE CENTRAL (Kg/m <sup>3</sup> )	DIÂMETRO (KM) (raio solar)	OBJETO
12	10 <sup>5</sup>	300×10 <sup>6</sup>	100.000	10 <sup>10</sup>	10 <sup>4</sup> (0.01)	NÚCLEO DE C-O
12	10 <sup>4</sup>		3000	10 <sup>-17</sup>	700×10 <sup>6</sup> (1000)	NEBULOSA PLANETÁRIA



# NP esférica em 3 dimensões: parece mais brilhante perto da borda (efeito observacional $\Rightarrow$ há mais gás na linha de visada)



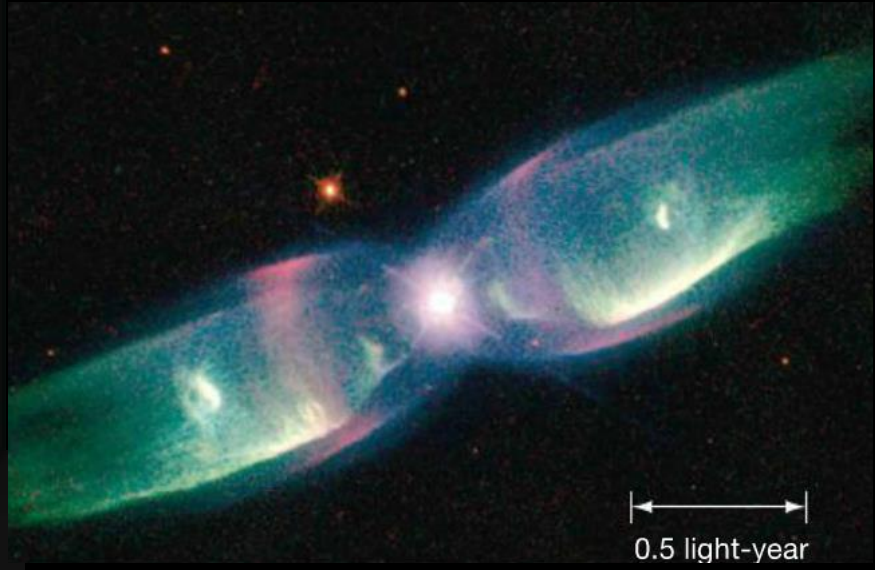
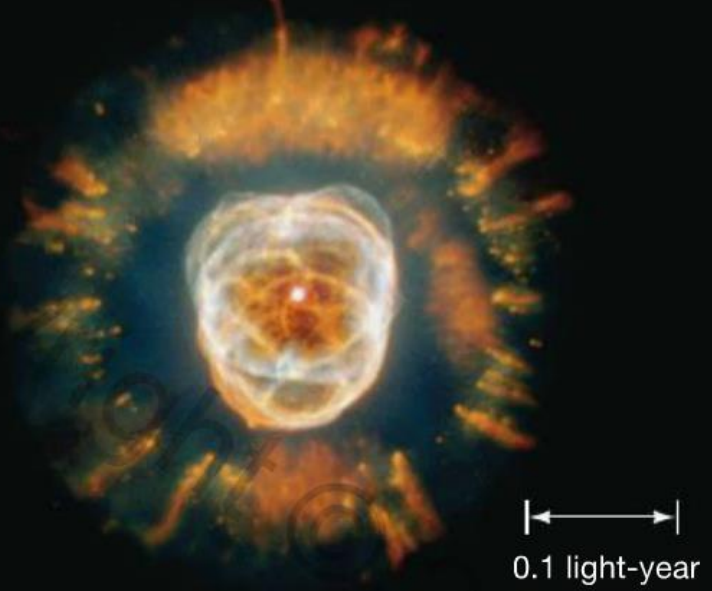
## Maioria das NP não são perfeitamente esféricas



Nebulosa do anel



# Estruturas mais complexas



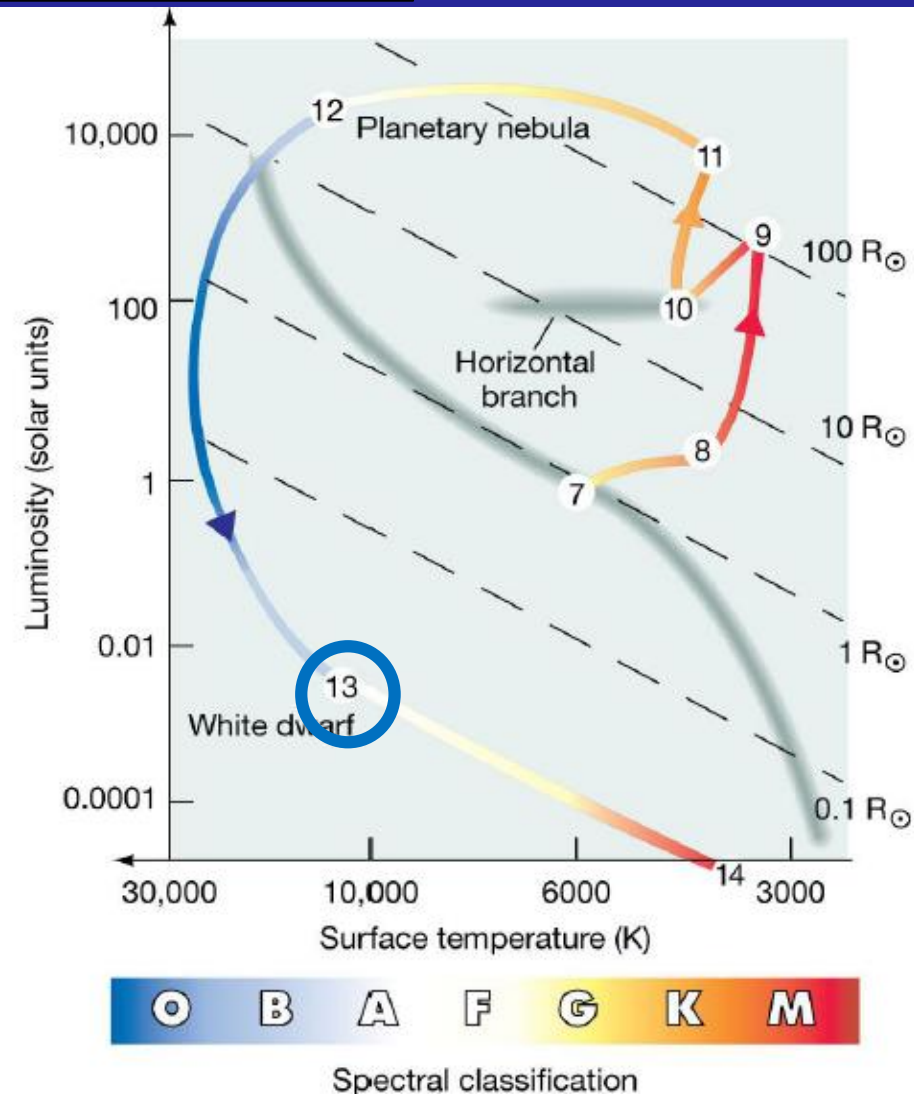
**Depois de algumas dezenas de milhares de anos a NP se dispersa no meio interestelar e desaparece  $\Rightarrow$  remanescente da evolução estelar  $\Rightarrow$  anã branca**

## **ESTÁGIO DE ANÃ BRANCA**

**TAMANHO DA ANÃ BRANCA**

**$\sim 0,01 R_{\odot}$**

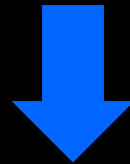
**$M_{\text{ANÃ BRANCA}} \sim \frac{1}{2} M_{\odot}$**



## **ESTÁGIO DE ANÃ BRANCA**

**Anã branca é sustentada pela**  
**PRESSÃO DE ELÉTRONS DEGENERADOS**

**LIMITE SUPERIOR DE MASSA : 1,4 M<sub>⊙</sub>**  
**LIMITE DE CHANDRASEKHAR**



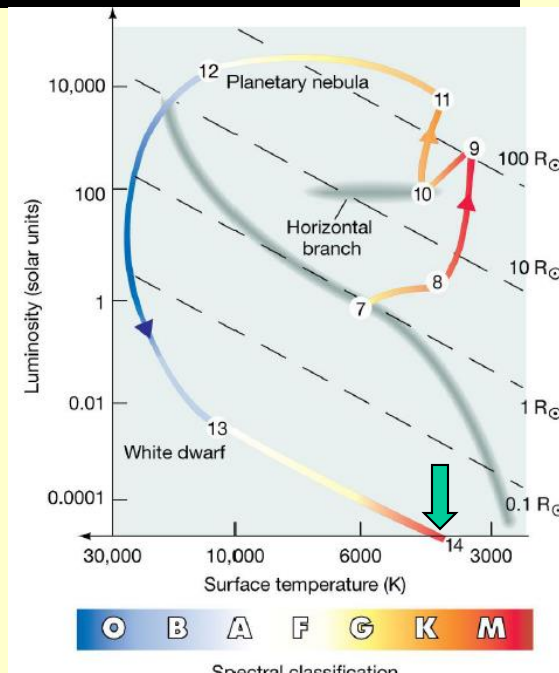
**Acima desta massa a P<sub>D</sub> não suporta mais a**  
**estrela contra o colapso**

ESTÁGIO	TEMPO ATÉ O PRÓXIMO ESTÁGIO (ANOS)	T CENTRAL (K)	T SUPERF. (K)	DENSIDADE CENTRAL (Kg/m <sup>3</sup> )	DIÂMETRO (KM) (raio solar)	OBJETO
12	10 <sup>5</sup>	300×10 <sup>6</sup>	100.000	10 <sup>10</sup>	10 <sup>4</sup> (0,01)	NÚCLEO DE CARBONO
12	10 <sup>4</sup>		3000	10 <sup>-17</sup>	700×10 <sup>6</sup> (1000)	NEBULOSA PLANETÁRIA
13		100×10 <sup>6</sup>	50.000	10 <sup>10</sup>	10 <sup>4</sup> (0,01)	ANÃ BRANCA
14		Próximo de 0	Próximo de 0	10 <sup>10</sup>	10 <sup>4</sup> (0,01)	ANÃ NEGRA

Energia vai se esgotando



**ANÃ NEGRA**



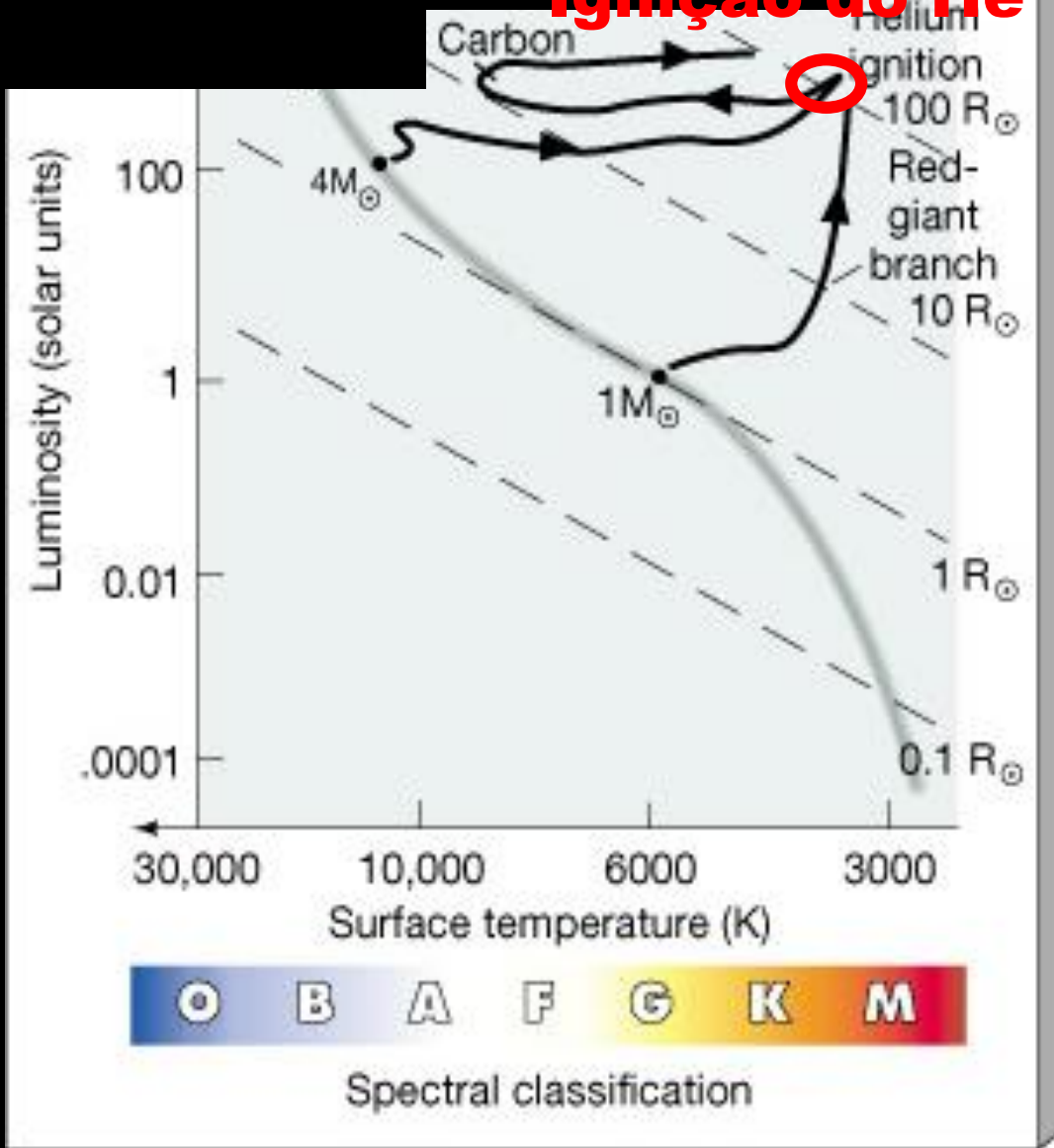
## Estrelas de massa intermediária

$$2,5 M_{\odot} < M \leq 12 M_{\odot}$$

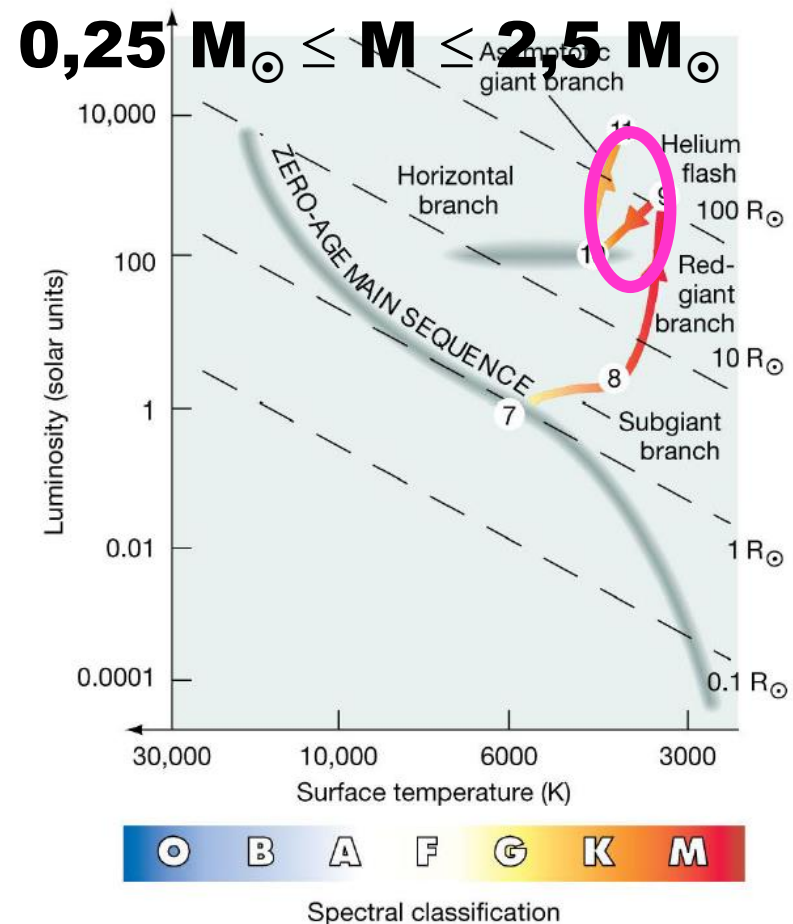
Não há *flash do He* para estrelas de massa  $> 2,5 M_{\odot}$  : fase de queima de He é sempre estável.

⇒ não há as fases de núcleo instável:  
 $P_D$  nunca será mais importante do que pressão  
térmica  $P_{Gás}$ .

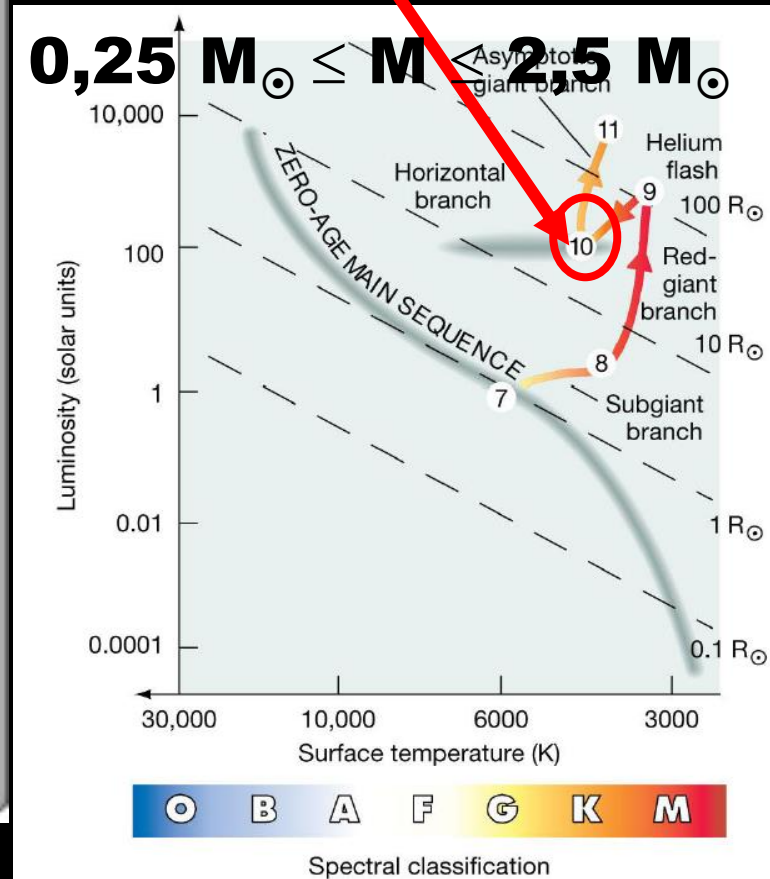
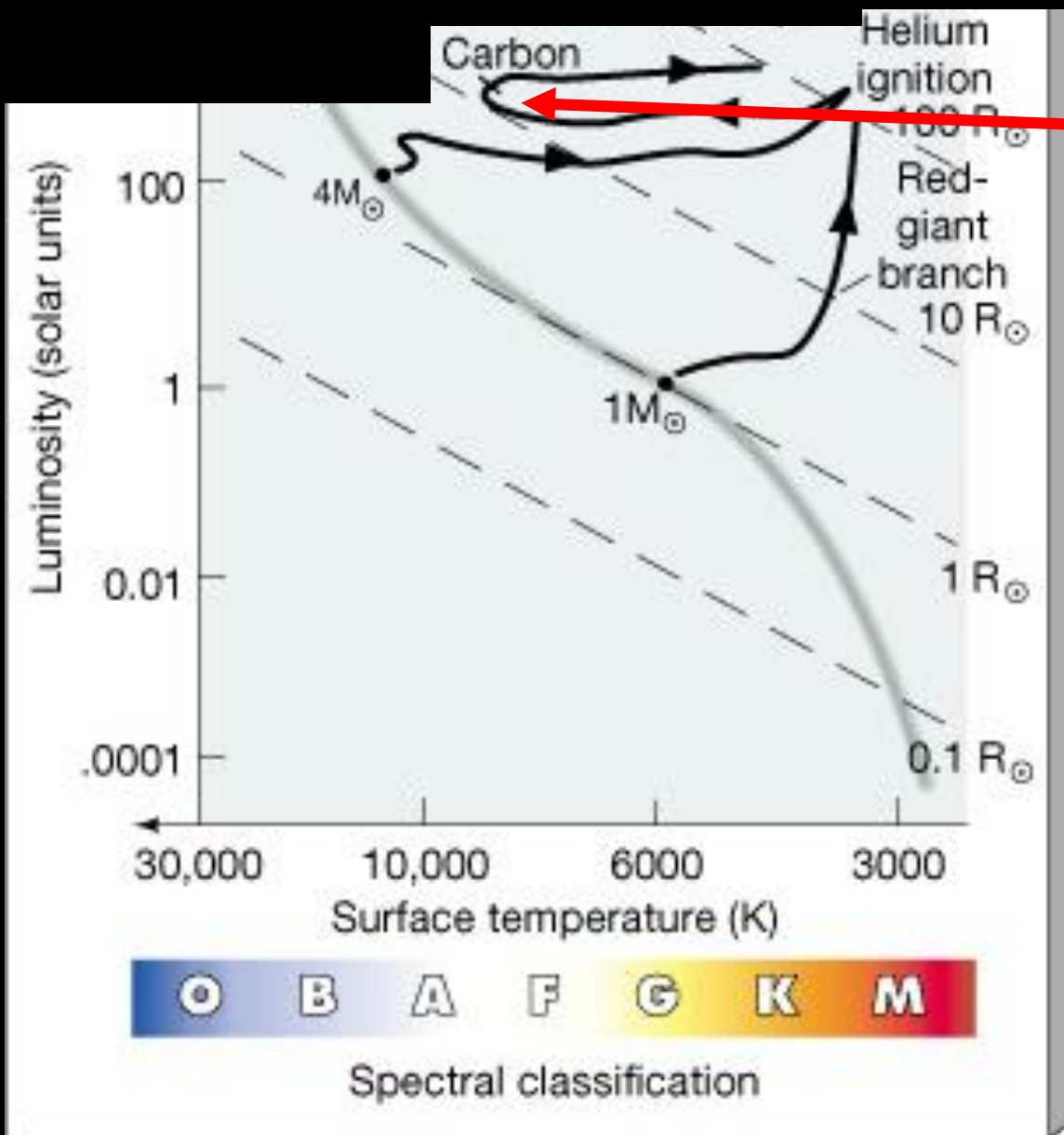
# Ignição do He



Uma estrela de  $4 M_{\odot}$  continua no ramo das gigantes quando começa a reação triplo alfa ( $\text{He} \rightarrow \text{C}$ ). Não há descida para o ramo horizontal (queda de luminosidade).



He exaurido no núcleo  
⇒ formação do caroço  
inerte de C





**ESTRELAS DE MASSA INTERMEDIÁRIA ( $2,5M_{\odot} < M \leq 8M_{\odot}$ ) TERMINAM SUAS VIDAS COMO ANÃS BRANCAS DE C-O.**

**ESTRELAS DE MASSA INTERMEDIÁRIA MAIS MASSIVAS ( $8M_{\odot} < M \leq 12M_{\odot}$ )  
PODEM EVENTUALMENTE FUSIONAR C E O:  
TERMINAM SUAS VIDAS COMO ANÃS BRANCAS DE Ne-O)**



**FASE TERMINAL: ANÃ NEGRA**

**QUANTO MAIOR A MASSA DA ESTRELA,  
MENOR SEU TEMPO DE EVOLUÇÃO**

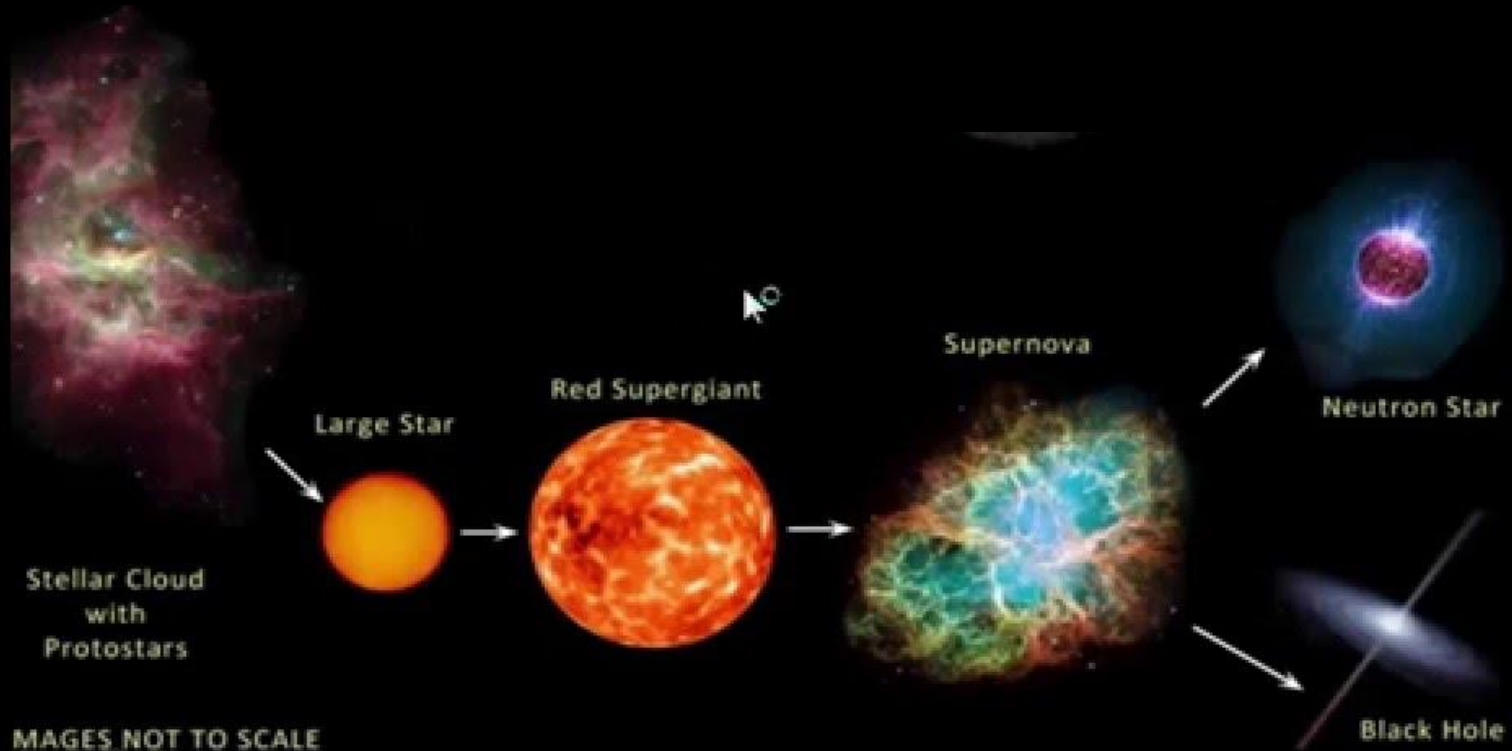
**MENOR O TEMPO DE VIDA NA SEQUÊNCIA  
PRINCIPAL**

- ☐ SOL  $\Rightarrow$  10 BILHÕES DE ANOS NA SP**
- ☐ ESTRELA DE  $5 M_{\odot} \Rightarrow 100 \times 10^6$  ANOS NA SP**
- ☐ ESTRELA DE  $10 M_{\odot} \Rightarrow 20 \times 10^6$  ANOS NA SP**

**MENOR O TEMPO DE VIDA TAMBÉM NOS ESTÁGIOS  
PÓS-SP**

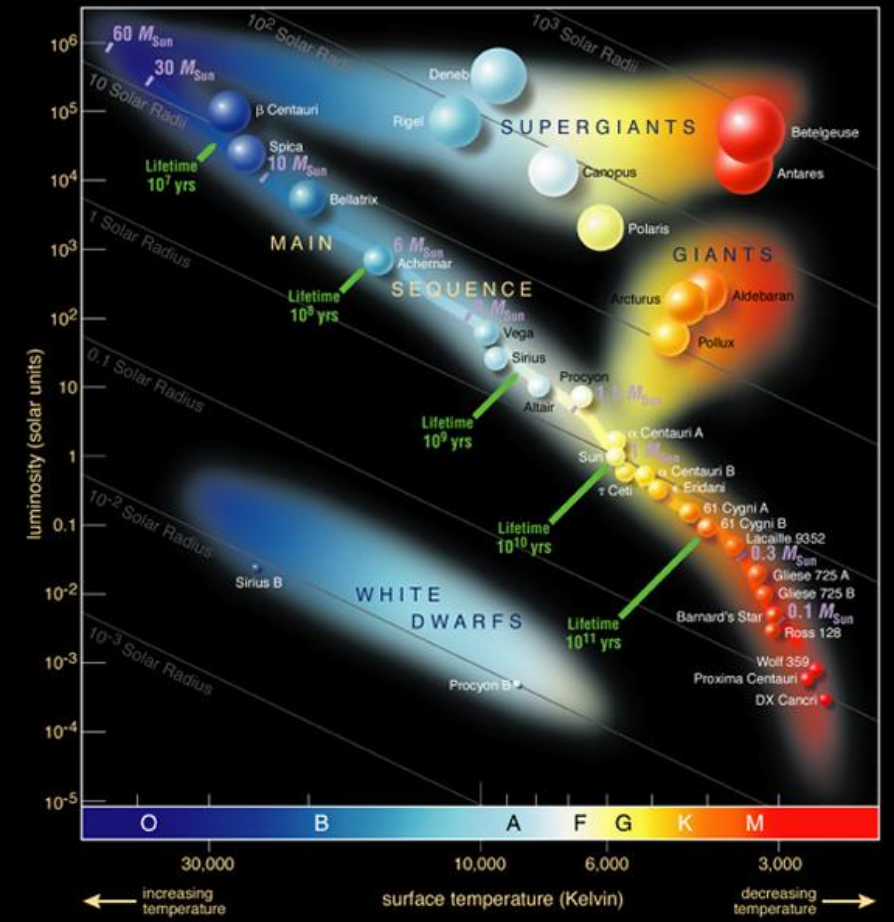
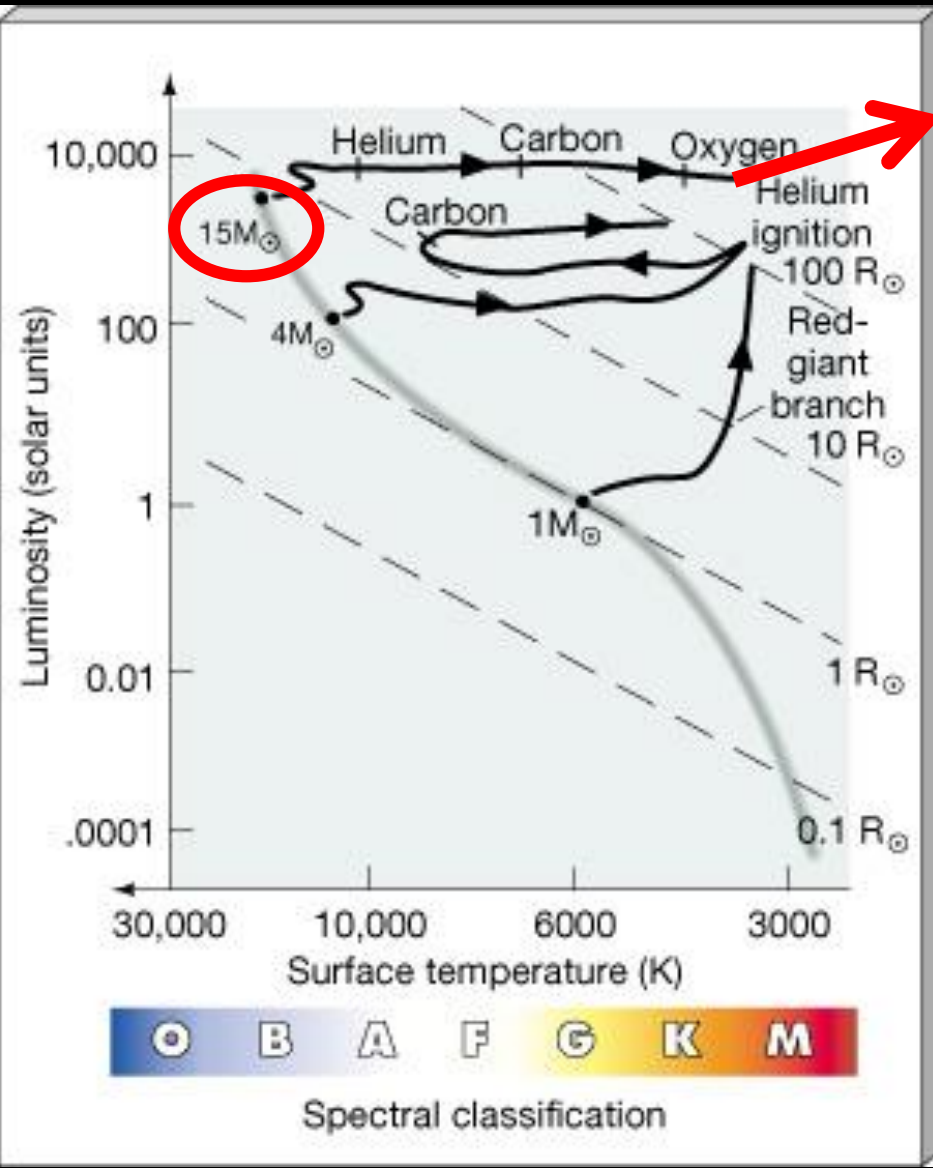
# Estrelas de alta massa

$$M > 12 M_{\odot}$$



**Estrelas mais massivas tem condições para fundar elementos mais pesados do que o C ou O.**

**Estrelas massivas passam para o estágio de supergigante vermelha com a luminosidade  $\approx$  constante: aumenta tamanho e diminui  $T_{sup}$**



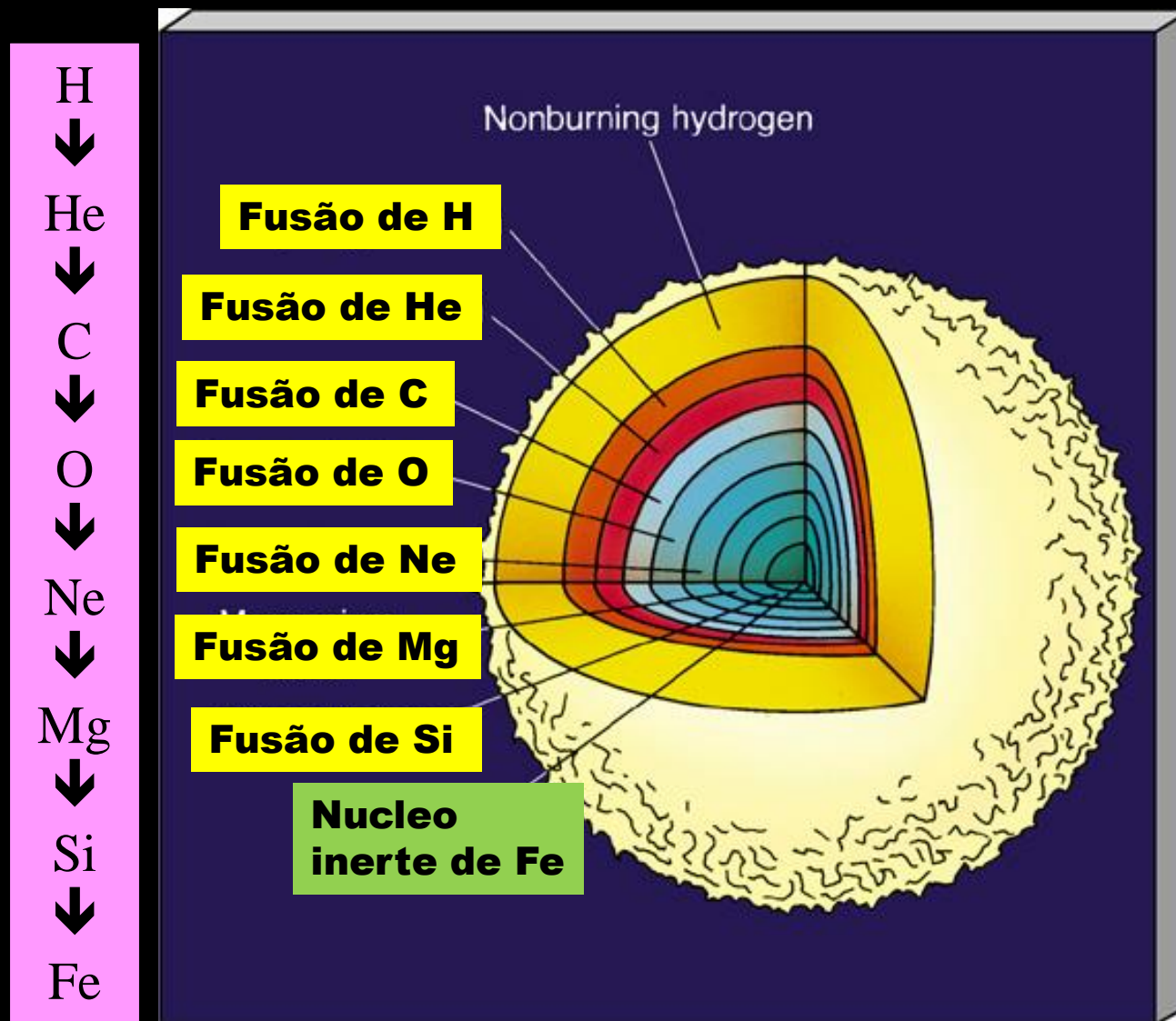
Quando se forma um núcleo inerte de algum elemento químico numa estrela, ocorrem as seguintes fases:

- a) contração do núcleo
- b) aumento da temperatura central
- c) reações de fusão em camadas mais externas próximas ao núcleo
- d) Estrela aumenta de tamanho
- e) A partir de uma certa  $T$  central começam as reações de fusão do elemento mais pesado do núcleo.
- f) Núcleo expande, estrela entra em equilíbrio hidrostático

Numa estrela massiva, esse processo pode se repetir até começar a formação de um **núcleo composto por Ferro, que não é fusionável.**

# FUSÃO DE ELEMENTOS MAIS PESADOS

## MODELO DE “CASCA DE CEBOLA”



**A medida que a T central aumenta, as reações nucleares acontecem cada vez mais rápido no núcleo**

**Ex: para uma estrela de  $20 M_{\odot}$**

H



**1 milhão de anos**

He



**0,1 milhão de anos**

C



**1000 anos**

O



**1 ano**

Si

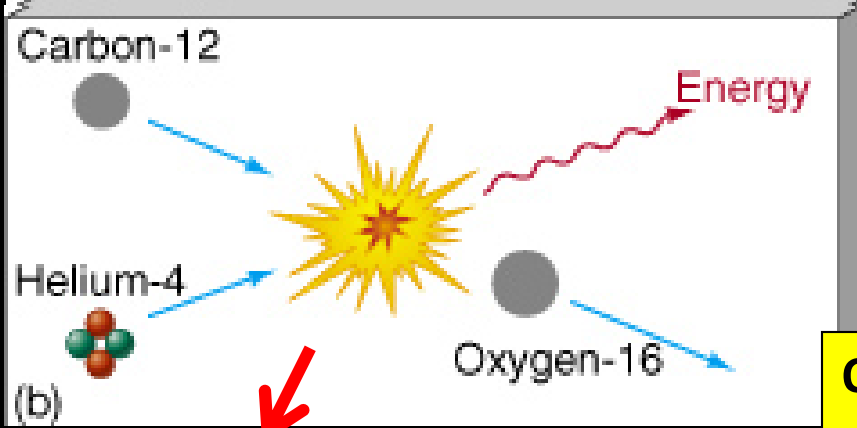
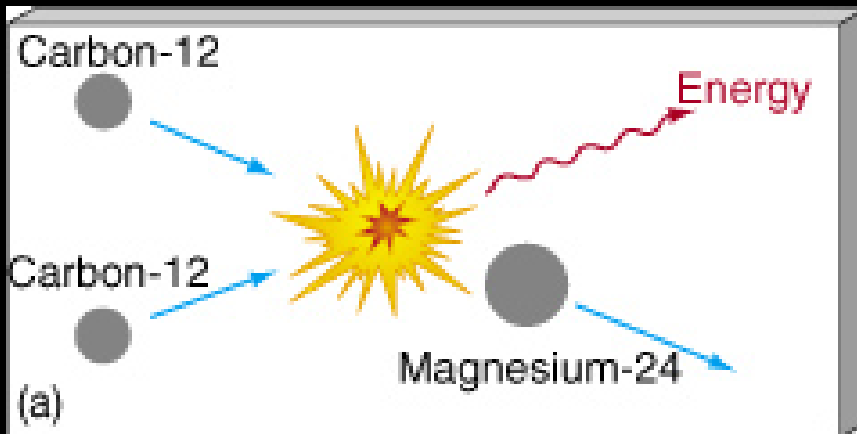


**1 semana**

Fe

**PQ QUANTO MAIS PESADO O NÚCLEO, maior a T necessária para a reação de fusão?**

**R: PQ A FORÇA DE REPULSÃO ENTRE DOIS NÚCLEOS DE UM DADO ELEMENTO É MAIOR QUANTO MAIS PESADO FOR O NÚCLEO.**



**reação + provável**

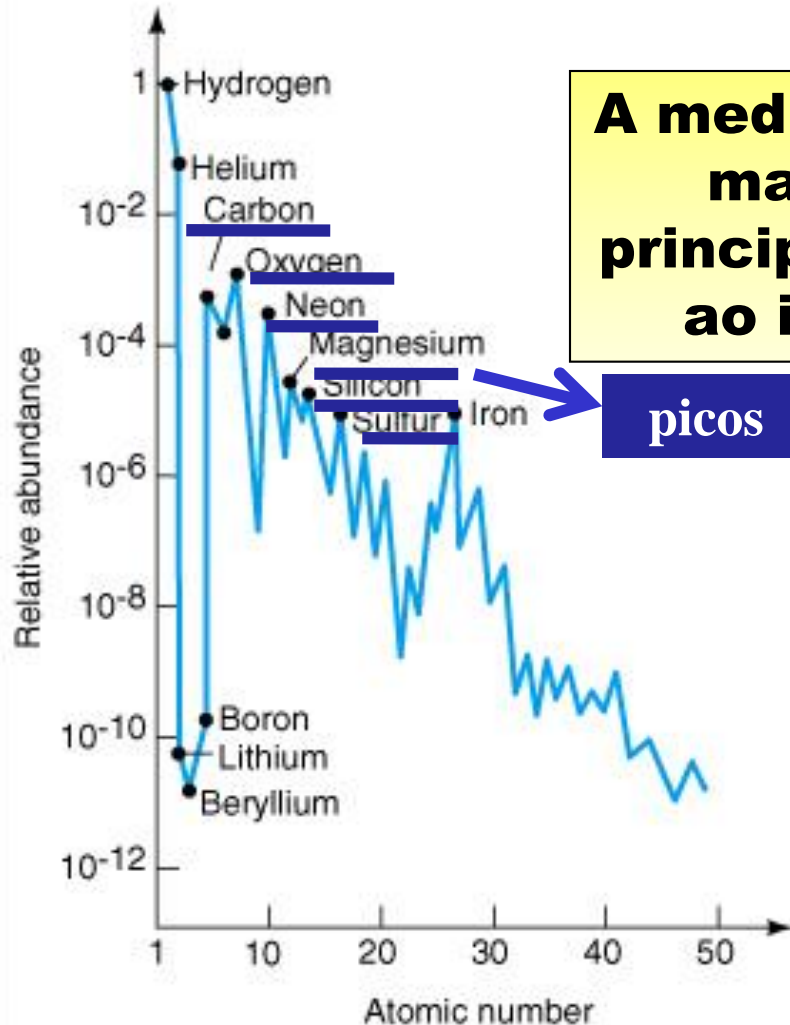
**C → Mg (fusão de C em Mg)  
Ocorre na pós-SP em  
estrelas massivas**

**Captura alfa: C+He → O  
(fusão de C e He)  
Ocorre na pós-SP em  
estrelas de baixa massa,  
massa intermediária e  
massivas**

**Qual dessas reações necessita de uma T mais alta? R. fusão de C = 1000 milhões de K  
fusão de C e He = 600 milhões de K**



Da mesma forma:



A medida que a estrela evolui, elementos mais pesados tendem a se formar principalmente através da captura de He ao invés de fusão de núcleos iguais



Elementos de número de massa múltiplos de 4 são mais abundantes



**CAPTURA  $\alpha$  É MAIS COMUM EM ESTRELAS**

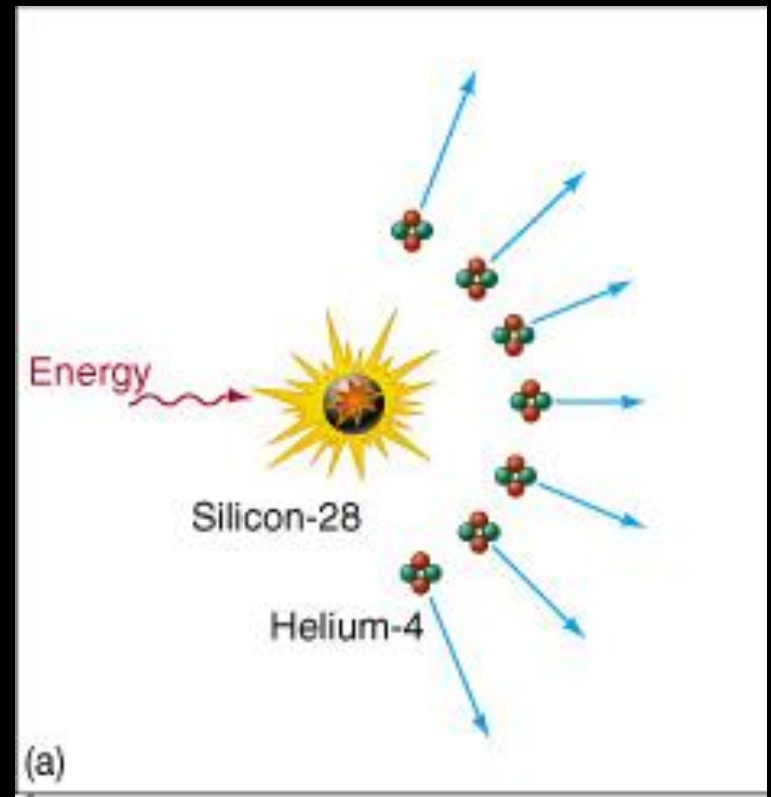
# **NÚCLEOS ATÔMICOS DE NÚMERO DE MASSA ÍMPAR TAMBÉM SÃO FORMADOS.**

NÚCLEOS ATÔMICOS DE MASSA INTERMEDIÁRIA SÃO FORMADOS POR:

- a) ABSORÇÃO DE PRÓTONS: TRANSFORMAM-SE EM OUTRO ELEMENTO QUÍMICO.
- b) ABSORÇÃO DE NÊUTRONS LIVRES: ISÓTOPOS DE UM MESMO ELEMENTO (número de massa diferente).

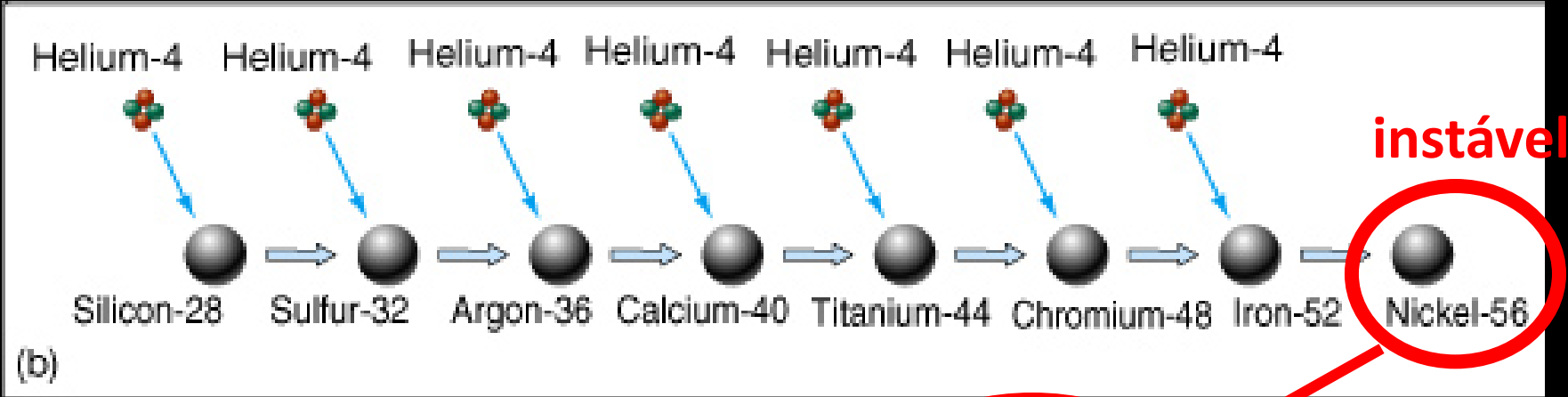
**EXEMPLOS: FLUOR-19, SÓDIO-23, FÓSFORO-31, ETC**

**FONTES DE NÚCLEO DE He  
= FOTODESINTEGRAÇÃO**  
Quebra(fissão) de núcleos  
mais pesados por fótons de  
alta energia



# ELEMENTOS PESADOS VÃO SENDO QUEBRADOS ELEMENTOS PESADOS VÃO SENDO GERADOS POR CAPTURA DE He

## PROCESSOS ALFA



Processos alfa também levam a formação de Fe no núcleo

**$^{56}\text{Fe}$**

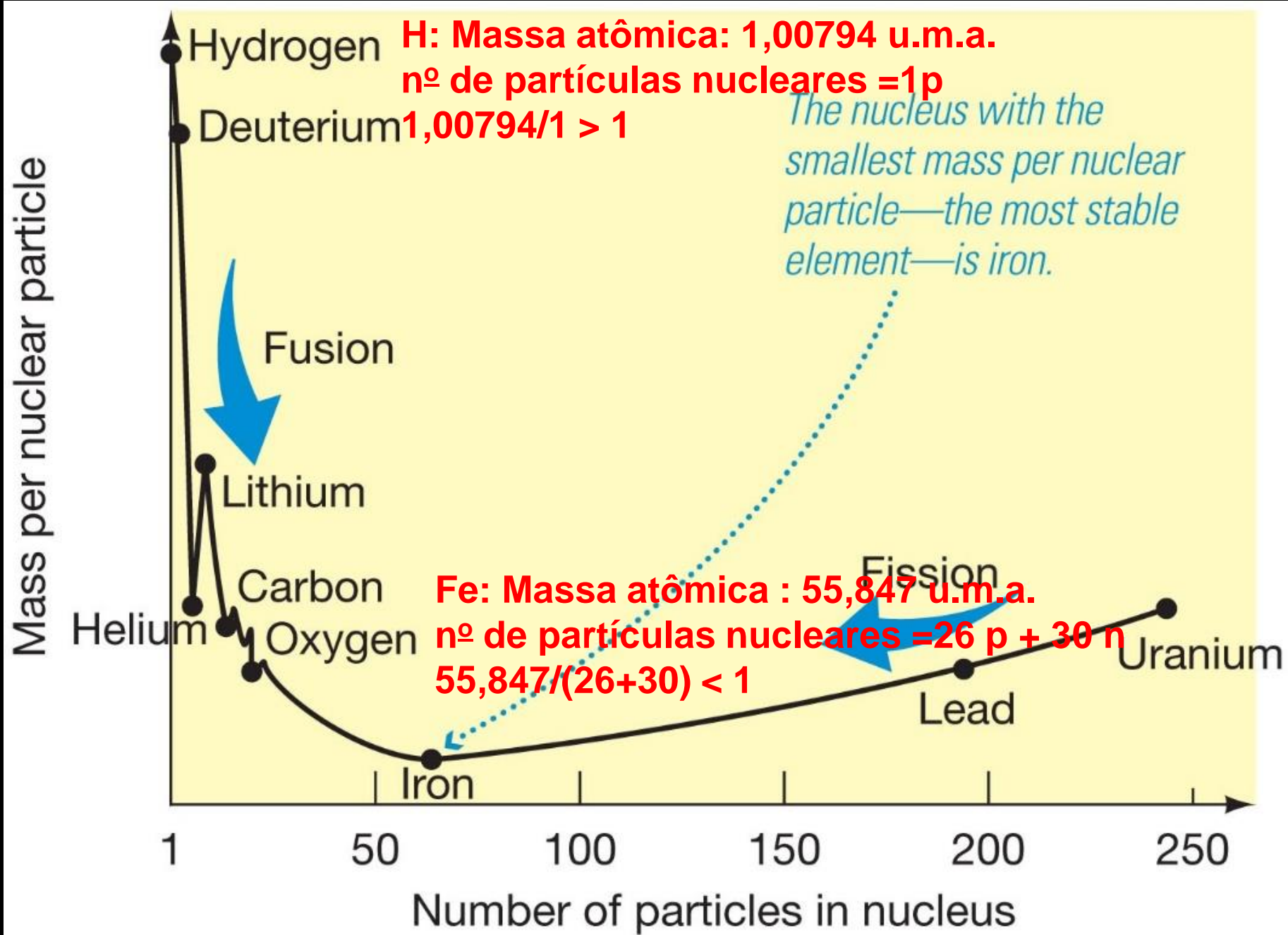
**$^{56}\text{Co}$**

instável

elemento mais estável que existe

$$n \rightarrow p + e^- + \bar{\nu}_e$$

decaimento  $\beta^-$



## Final de vida de uma estrela massiva: Supernova tipo II

1) Toda a reação de fusão nuclear libera energia, mas quando o  $^{56}\text{Fe}$  é formado não pode mais ser fusionado para formar outro elemento mais pesado e liberar energia.

2) O núcleo de  $^{56}\text{Fe}$  começa a crescer, mas é um núcleo inerte, sem queima. A partir de um limite, a pressão do gás não sustenta mais a estrela e ela começa a **IMPLODIR**.

3) A temperatura central atinge 10 bilhões de K. Fótons atingem altíssimas energias o suficiente para quebrar o Fe em núcleos mais leves e por fim quebrar estes núcleos mais leves em prótons + nêutrons.



**Quebra = fissão**



**fotodesintegração**

## Final de vida de uma estrela massiva: Supernova tipo II

4) Fotodesintegração: absorve energia (fótons) para a fissão  $\Rightarrow$  o núcleo diminui a sua temperatura e conseqüentemente reduz a pressão do gás  $\Rightarrow$  o colapso acelera

O NÚCLEO AGORA CONSISTE SOMENTE DE PARTÍCULAS ELEMENTARES:  
PRÓTONS, NÊUTRONS E ELÉTRONS

5) Com o colapso, a densidade central cresce ainda mais (1000 toneladas/cm<sup>3</sup>). Prótons e elétrons são pressionados, gerando a reação:



**NEUTRONIZAÇÃO DO NÚCLEO**

## **Final de vida de uma estrela massiva: Supernova tipo II**

**6) Neutrinos (partículas que carregam alguma energia) escapam para fora da estrela → núcleo resfria ainda mais → pressão da gás diminui ainda mais → colapso aumenta ainda mais**

**7) Durante o colapso o núcleo pode atingir densidades ~ 1000 milhões de toneladas/cm<sup>3</sup>.**

**Tais altas densidades centrais faz o núcleo parar a compressão e expandir violentamente**

**Todo o processo de 1) até 7) leva 1 segundo para acontecer**



## Final de vida de uma estrela massiva: Supernova tipo II

8) A expansão violenta do núcleo gera uma **ONDA DE CHOQUE** que varre as camadas externas da estrela e as expulsa a velocidade de dezenas de milhares de km/s = **EXPLOÇÃO**.

nebulosa 30 Doradus



SN 1987A explodiu  
perto da nebulosa 30  
Doradus

Por poucos dias a  
SNII brilha mais do  
que uma galáxia com  
100 bilhões de  
estrelas



## **Final de vida de uma estrela massiva: Supernova tipo II**

**Mas num evento SNII a estrela explode totalmente ou  
deixa um remanescente??**

**R: deixa um remanescente que vai ser um objeto compacto:**

- 1) Se a estrela massiva tiver  $M < 25 M_{\odot}$  : estrela de nêutrons**
- 2) Se a estrela massiva tiver  $M \geq 25 M_{\odot}$  : buraco negro**

## RESUMINDO:

Qualquer estrela passa pelo estágio de gigante ou supergigante.

Estágios finais de evolução de objetos de diferentes massas	
Massa inicial ( $M_{\odot}$ )	Estágio final
$< 0,08$	Anã marrom de H
$0,08 - 0,25$	Anã branca de He
$0,25 - 8$	Anã branca e C-O
$\sim 8-12$	Anã branca de Ne-O
$\sim > 12$	Supernova

Intervalo depende da quantidade de massa que a estrela perde durante e após a SP.

# SUPERNOVAS E NUCLEOSSÍNTESE

A vibrant, multi-colored nebula with a central blue region and a white dashed box highlighting it. The nebula features a complex, filamentary structure with colors ranging from deep blue and cyan to bright yellow, orange, and red. The background is a dark, star-filled space.

(Adaptado do curso AGA0215 da **Profa. Thais Idiart**)

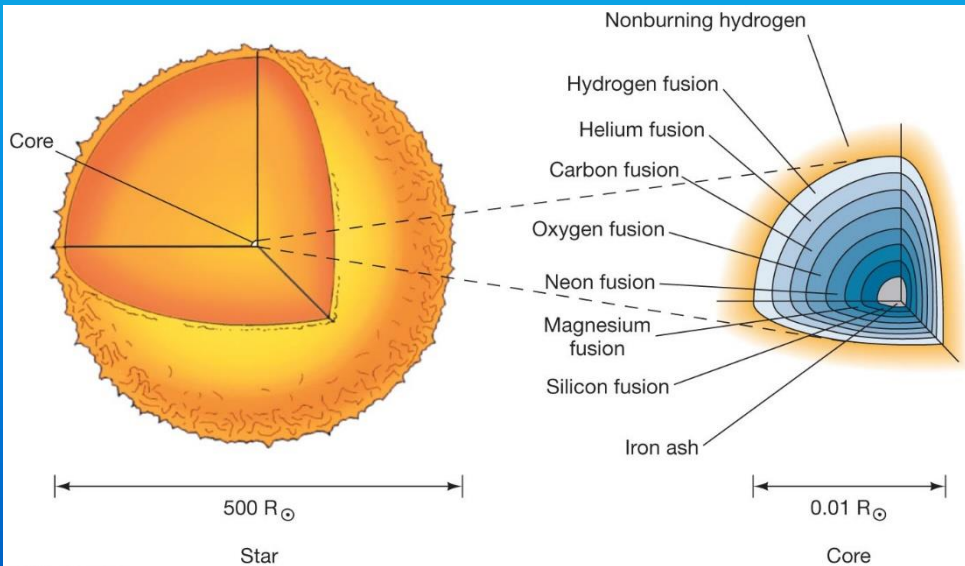
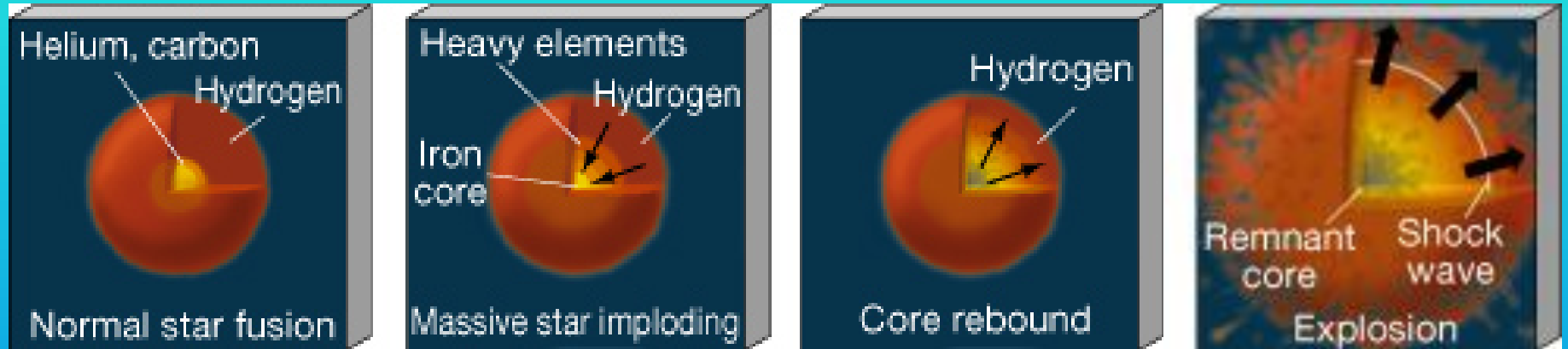
**UMA EXPLOSÃO DE SUPERNOVA ATINGE UM BRILHO DE CERCA DE CERCA DE  $10^9 L_{\odot}$  a  $10^{10} L_{\odot}$  POR ALGUMAS HORAS DEPOIS DA EXPLOSÃO E ESPALHA ELEMENTOS PESADOS PELO MEIO INTERESTELAR.**

**Existem dois tipos básicos de supernova :**

- 1. Tipo II**
- 2. Tipo Ia**

# TIPO II : ESTÁGIO FINAL DE EVOLUÇÃO DE UMA ESTRELA MASSIVA ( $M > 12 M_{\odot}$ )

A estrela forma  $^{56}\text{Fe}$  no centro do núcleo. O  $^{56}\text{Fe}$  não pode ser fusionado, causando o colapso e a “explosão” da estrela



## **TIPO Ia : RESULTADO DA INTERAÇÃO DE ESTRELAS NUM SISTEMA BINÁRIO CERRADO**

**Até agora se falou em evolução estelar  
de objetos isolados.**

**Mas... se as estrelas pertencerem a um sistema  
binário, sua evolução pode ser alterada.**

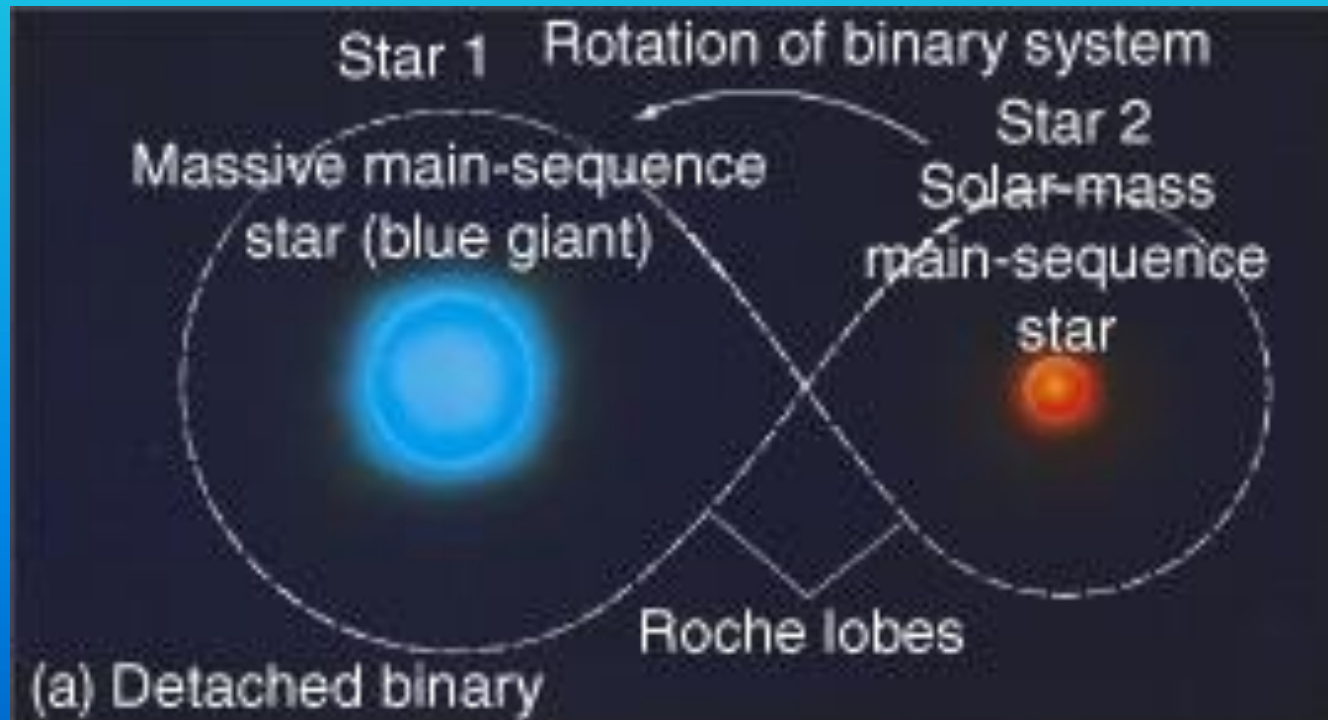


**Vai depender da distância entre as estrelas**

**Sistema binário cerrado = as estrelas estão  
próximas o suficiente para que ocorra uma  
interação entre elas.**

# Princípio

Um sistema binário de estrelas inicialmente não interagentes de massas diferentes :  
cada estrela tem a sua “zona de influência” (LÓBULOS DE ROCHE), dentro da qual o potencial gravitacional de cada uma domina o sistema binário como um todo.



Estrelas gravitacionalmente ligadas



# Princípio



Ponto de encontro dos lóbulos = ponto de Lagrange = ponto de equilíbrio entre o potencial gravitacional e a força centrípeta de rotação do sistema.

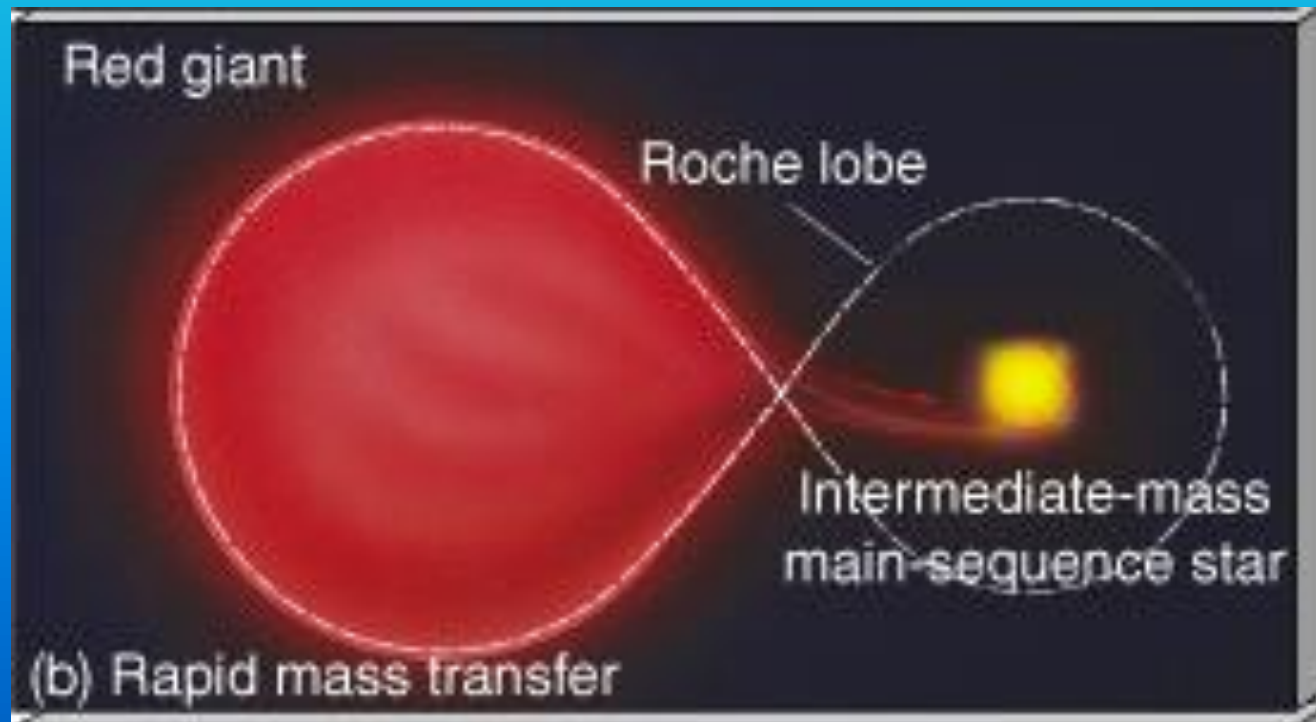
Quanto maior a massa de uma das estrelas, maior é o seu lóbulo de Roche e mais afastado (mais próximo da outra estrela menos massiva) é o ponto de Lagrange.

# Princípio

A estrela mais massiva (1) evolui primeiro.

A estrela 1 atinge a fase de gigante e preenche o seu lóbulo de Roche.

Começa a transferência de massa, através do ponto de Lagrange, da estrela 1 para a estrela 2 menos massiva.



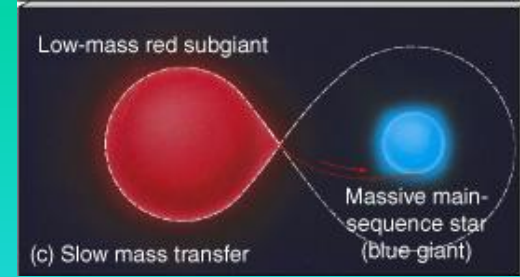
# Princípio

O efeito da transferência é reduzir a massa da estrela 1 e aumentar a massa da estrela 2: altera a evolução de ambas as estrelas.

A estrela 1 pode ocasionalmente perder massa o suficiente de forma a não alcançar a T para a ignição do He  $\Rightarrow$  anã branca de He.



Em algumas centenas de milhões de anos a estrela 2 começa a atingir o ramo das gigantes e preencher seu próprio lóbulo de Roche.

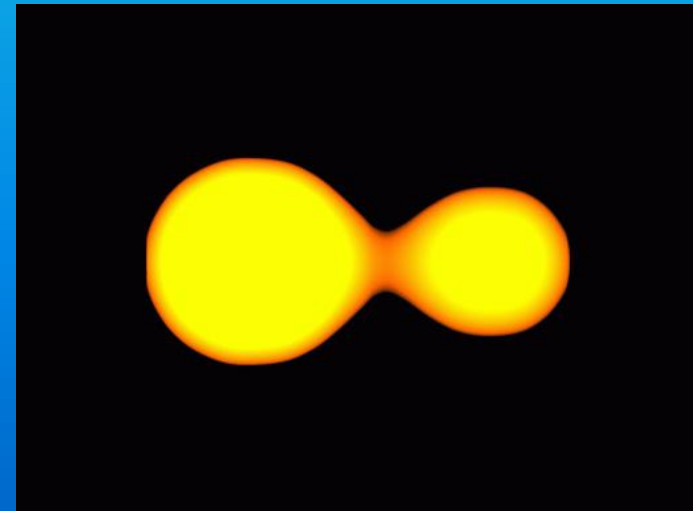
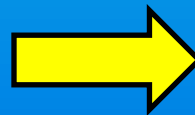
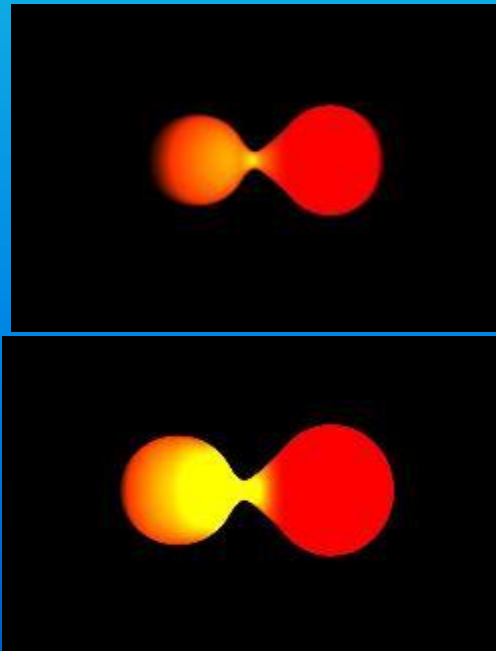


## DUAS POSSIBILIDADES:

- 1) Se a estrela 1 for ainda subgigante  $\Rightarrow$  sistema binário de contato: estrelas compartilham a mesma envoltória



Envoltória comum com dois núcleos de estrela

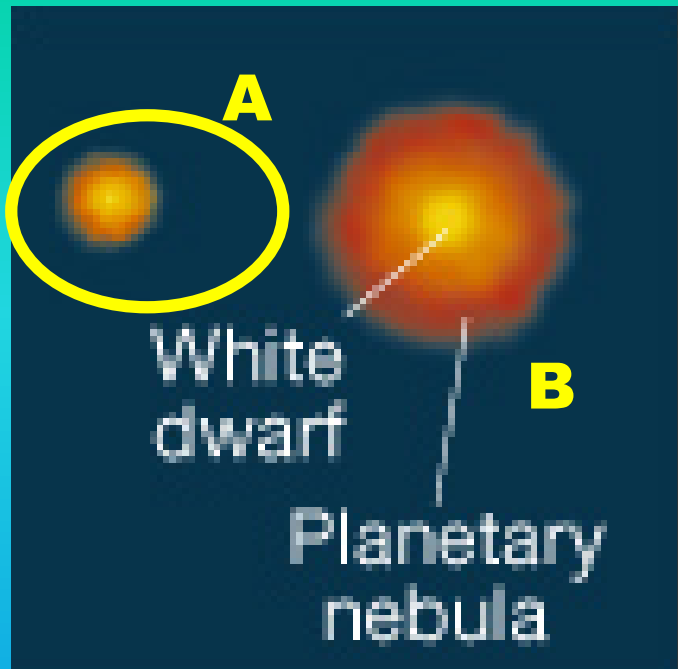




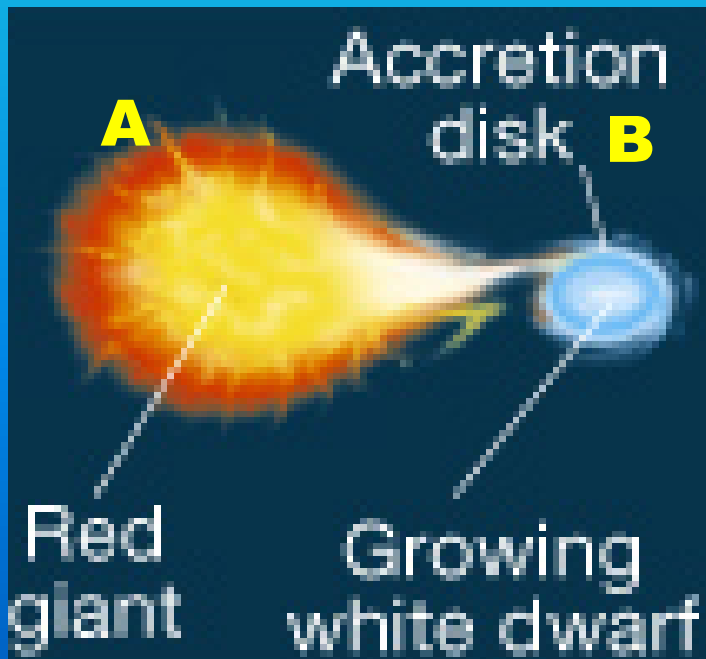
2) Se a estrela 1 estiver na fase de anã branca, uma nova transferência de matéria ocorrerá: estrela 2 → estrela 1.



**FUTURO VIOLENTO PARA O SISTEMA**



a) A estrela **A** começa a evoluir para o estágio de gigante vermelha. **B** já se encontra no estágio de anã branca.

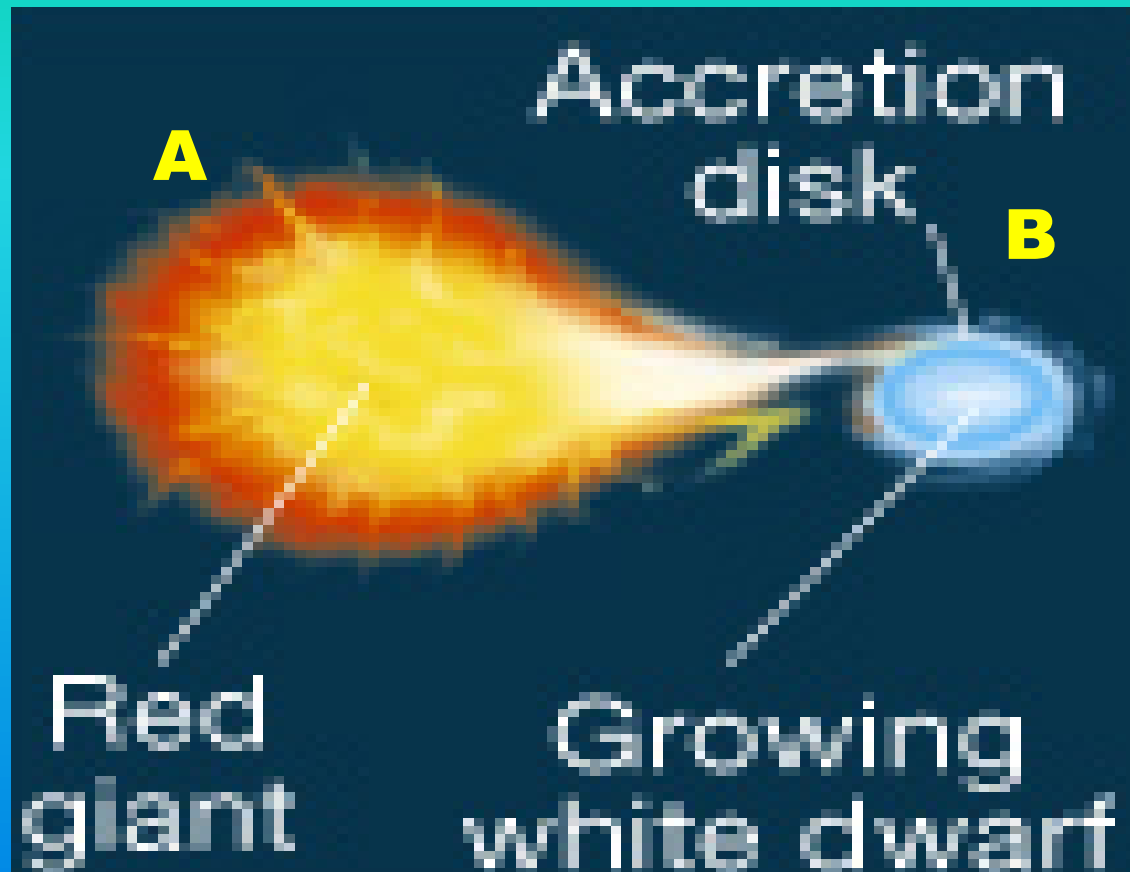


b) A estrela **A** atinge o seu maior tamanho, fazendo com que haja transferência de massa para a anã branca **B**.

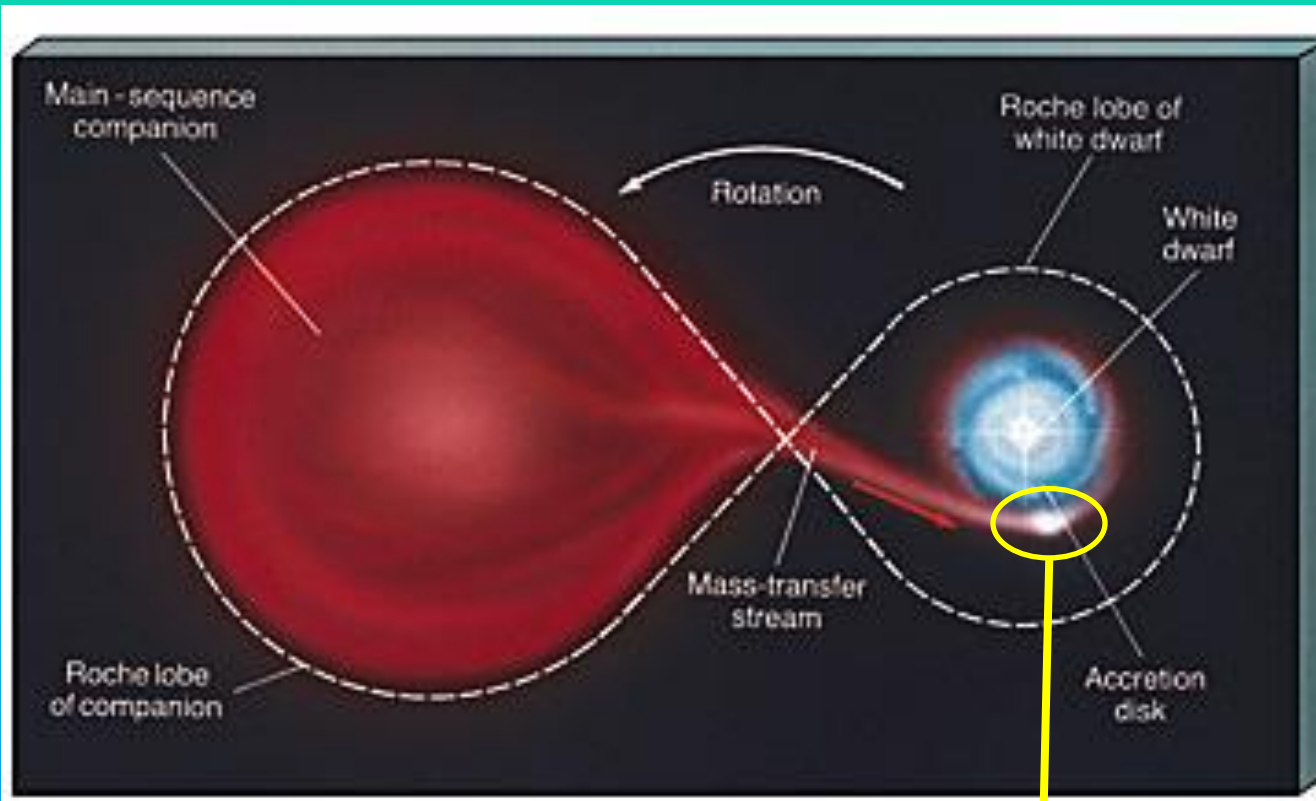


**FASE DE NOVA**

**O GÁS ORBITA EM TORNO DA ANÃ BRANCA FORMANDO UM DISCO, CHAMADO DISCO DE ACRESÇÃO.**



**DEVIDO A EFEITOS DE VISCOSIDADE (FRICÇÃO) DO GÁS, PARTE DO MESMO VAI ESPIRALANDO EM DIREÇÃO À SUPERFÍCIE DA ANÃ. ⇒ VAI FICANDO CADA VEZ MAIS DENSO E QUENTE A MEDIDA QUE ESPIRALA.**



A parte mais interna do disco de acreção se torna tão quente que irradia no visível e UV.

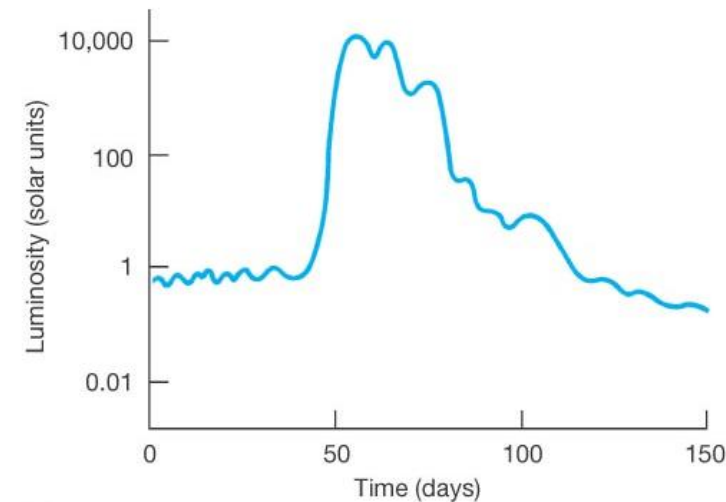
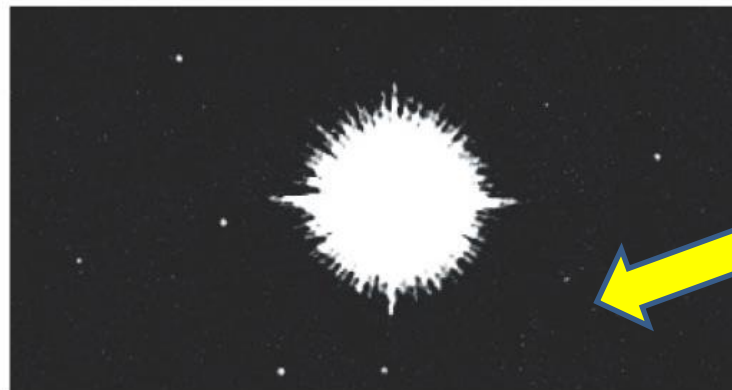
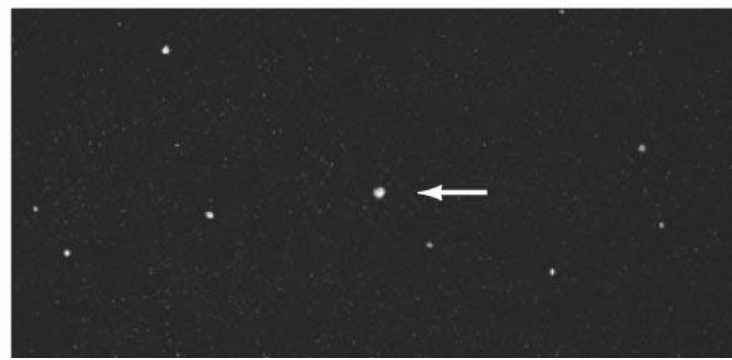
Os pontos em que o gás transferido alcança o disco formam regiões turbulentas e quentes chamadas HOT SPOT.



**A TEMPERATURA DO GÁS DENSO E QUENTE EVENTUALMENTE EXCEDE OS  $10^7$  K FAZENDO COM QUE O H FUSIONE EM HE A UMA TAXA BASTANTE RÁPIDA.**

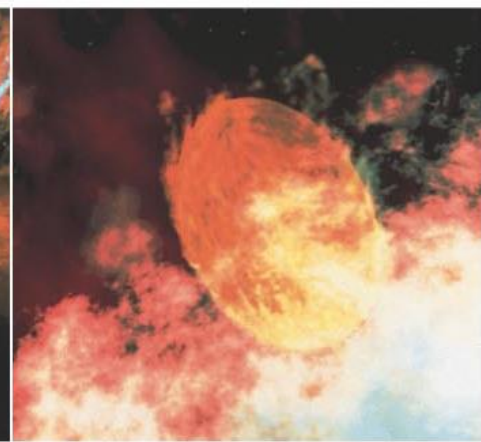
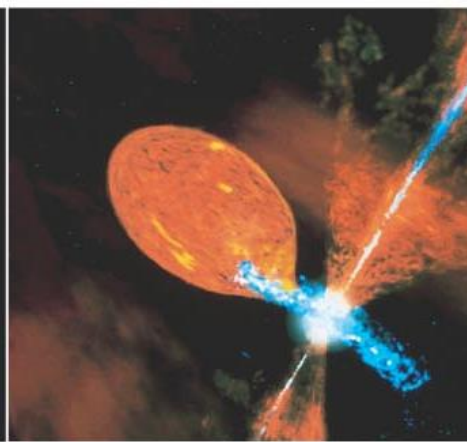
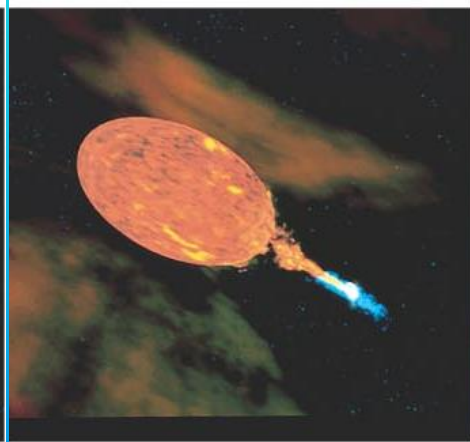
**OCORREM EXPLOSÕES NA SUPERFÍCIE DA ANÃ BRANCA. LUMINOSIDADE AUMENTA BASTANTE**

**A NOVA VOLTA A DIMINUIR DE LUMINOSIDADE A MEDIDA QUE O GÁS É EXAURIDO E EJETADO DURANTE AS EXPLOSÕES.**



**(a) ANÃ BRANCA ORBITANDO EM TORNO DA GIGANTE**

**(b,c) PARTE DO MATERIAL SE ACUMULA NA SUPERFÍCIE DA ANÃ BRANCA**



(a)

(b)

(c)

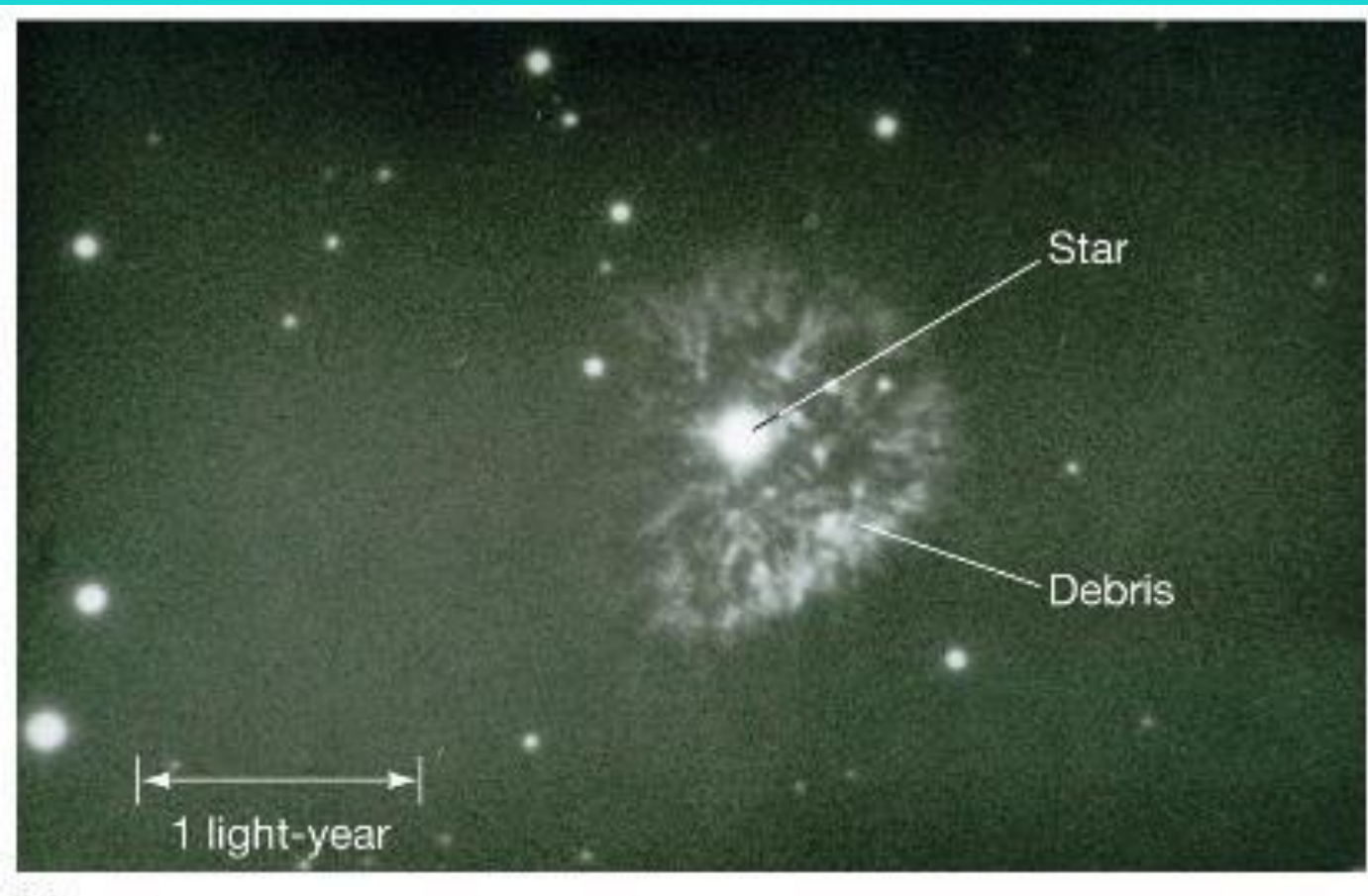
(d)

Copyright © 2008 Pearson Education, Inc., publishing as Pearson Addison-Wesley.

**(d) A FUSÃO DO H COMEÇA CAUSANDO EXPLOSÕES (NOVA OUTBURST)**

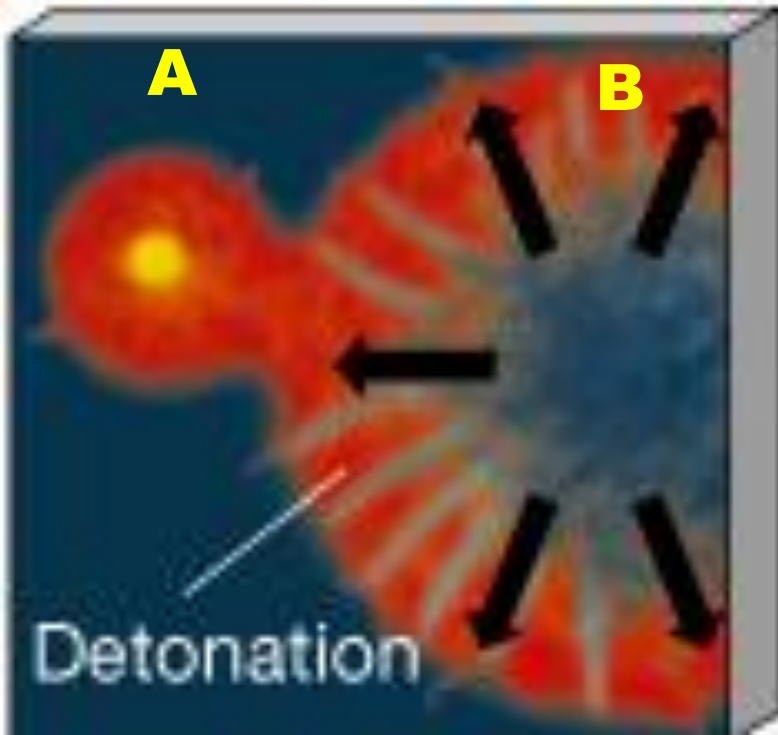
# NOVAS OBSERVADAS

Material ejetado após explosões Nova



(d)

**Figura de Nova Persei 50 anos após seu máximo de brilho (fator de 40.000) em 1901.**



## SUPERNOVA

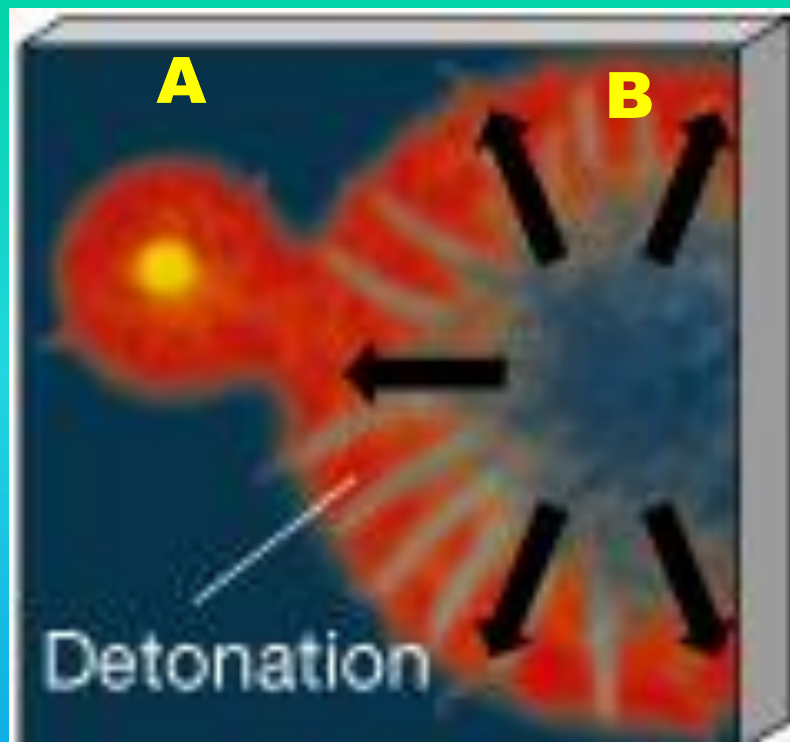
c) Nem todo o gás é expelido na fase de NOVA  $\Rightarrow$  a massa na superfície da anã branca vai crescendo gradualmente.

Ocorre um limite onde a anã branca não consegue mais suportar gravitacionalmente a massa que está recebendo da estrela **A**.

O colapso gravitacional de uma anã branca é evitado pela pressão de elétrons degenerados.

O limite de massa na qual a pressão de degenerescência não pode mais suportar o colapso gravitacional é em torno de  $1,4 M_{\odot}$  (limite de Chandrasekhar).

Se a anã branca  $M > 1,4 M_{\odot} \Rightarrow$  supernova.

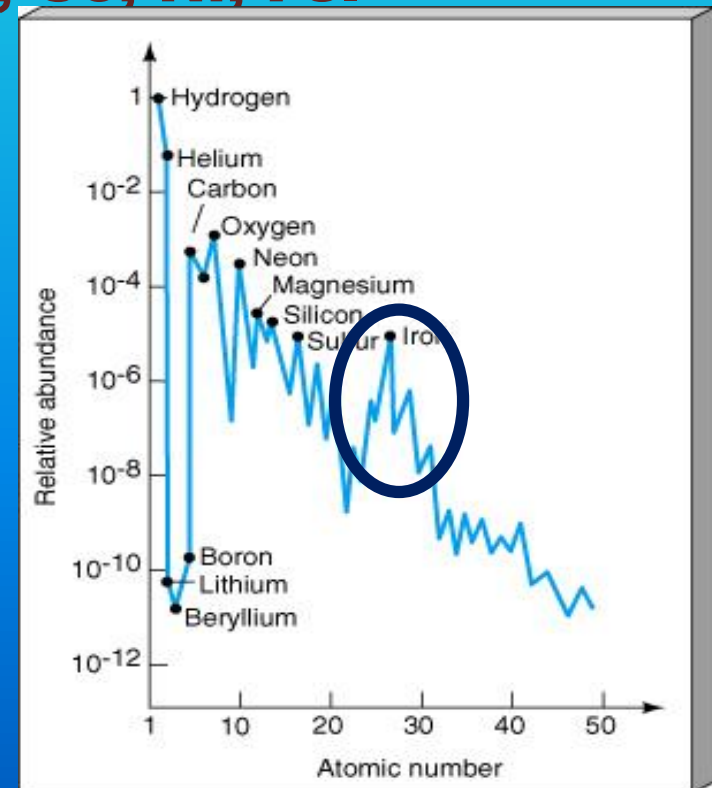


**A anã branca colapsa: sua T aumenta e começa haver a fusão do C em todos os pontos da estrela.**

**Mais próximo do centro: fusão de C e O ⇒ formação de elementos do pico do ferro: ex. Mn, Cu, Zn, Co, Ni, Fe.**

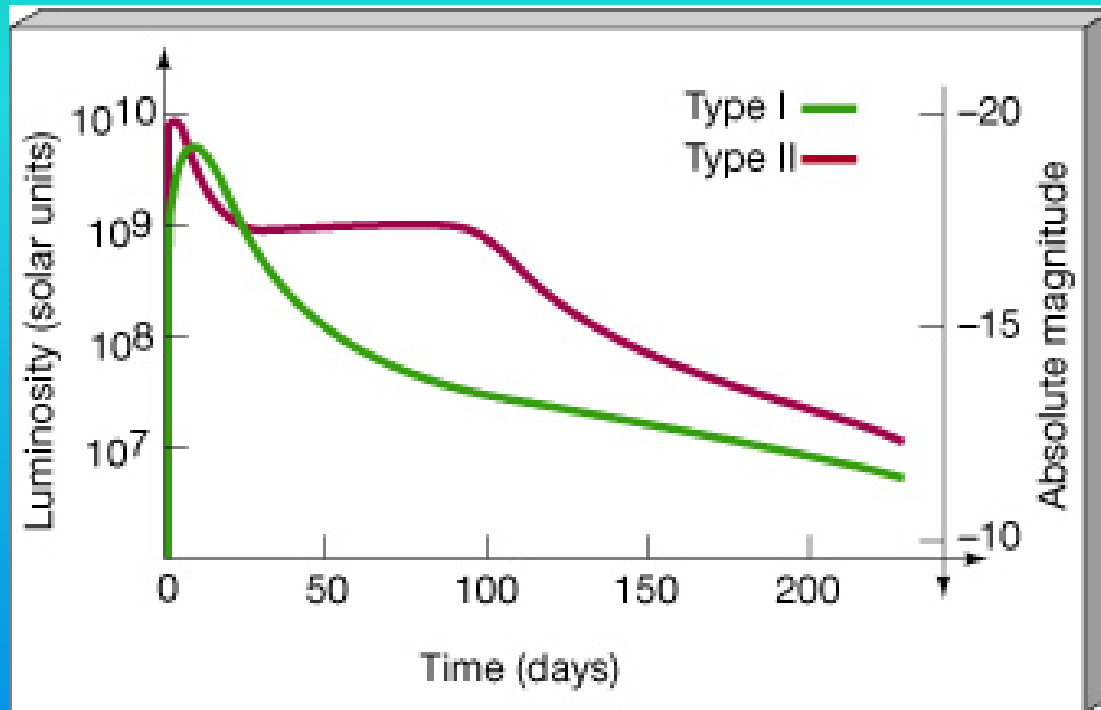
**A anã branca explode ⇒ Carbon Detonation Supernovae**

**SN Ia não deixa remanescente central**



# COMPARAÇÃO ENTRE SNII E SNIA

MAIS ÚTIL DO QUE USAR UM DIAGRAMA HR NESTE CASO É UTILIZAR A CHAMADA **CURVA DE LUZ**

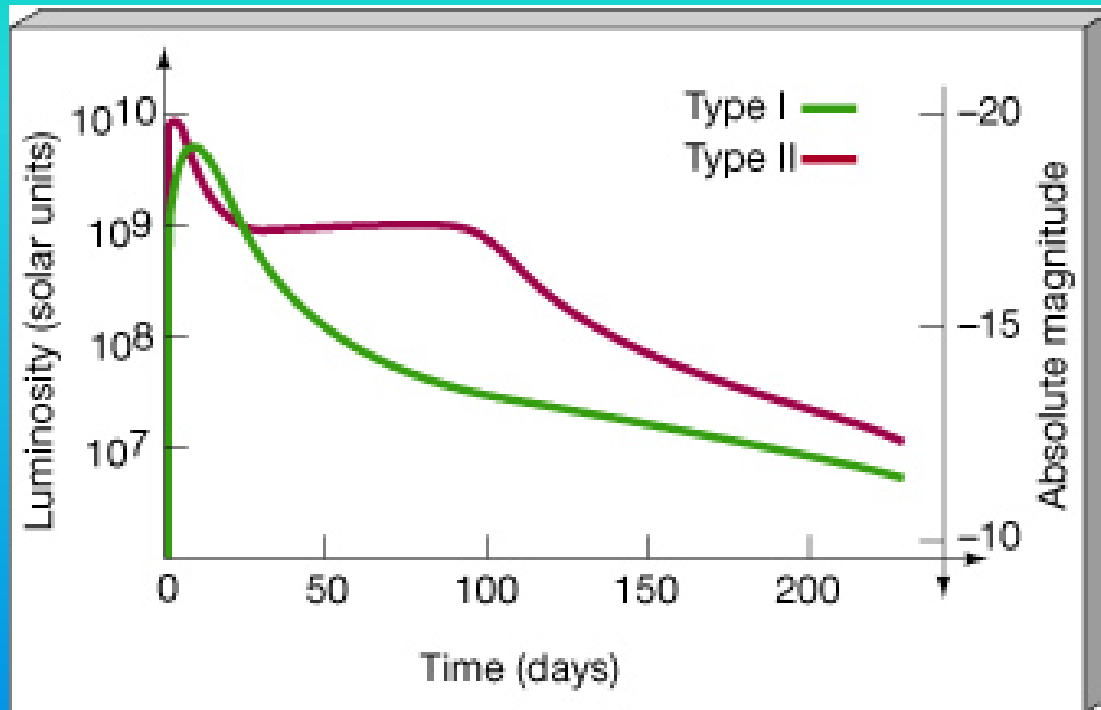


POSSUEM DIFERENTES CURVAS DE LUZ:

- SNII em média POSSUI UM PLATEAU
- SNIA POSSUI CURVA PARECIDA COM NOVA.

# COMPARAÇÃO ENTRE SNII E SNIA

MAIS ÚTIL DO QUE USAR UM DIAGRAMA HR NESTE CASO É UTILIZAR A CHAMADA **CURVA DE LUZ**

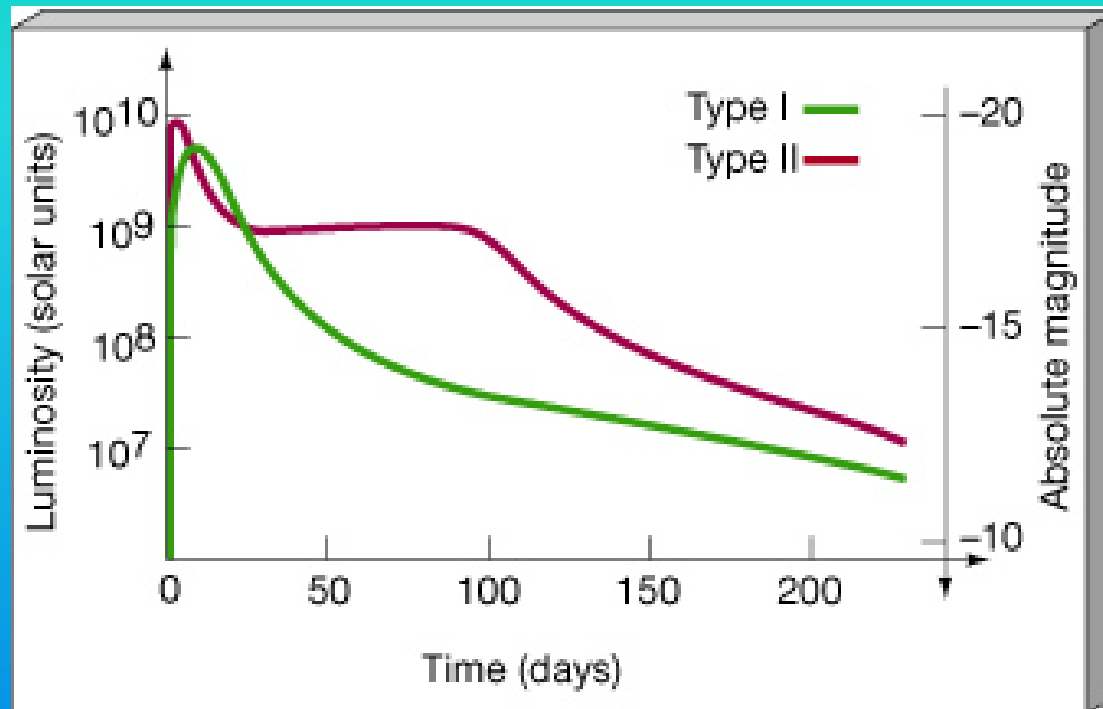


**POSSUEM DIFERENTES CURVAS DE LUZ:**

- ESPECTRO DA SNII TEM LINHAS FORTES DE H
- ESPECTRO DA SNIA TEM LINHAS FRACAS DE H

# COMPARAÇÃO ENTRE SNII E SNIA

MAIS ÚTIL DO QUE USAR UM DIAGRAMA HR NESTE CASO É UTILIZAR A CHAMADA **CURVA DE LUZ**



- Formatos das curvas de luz de SNII dependem da massa da progenitora.
- SN Ia possuem  $\approx$  o mesmo formato de curva de luz.

**A FREQUÊNCIA ATUAL DE SUPERNOVAS NA NOSSA GALÁXIA É CERCA DE  $\sim 3$  POR SÉCULO**



# REMANESCENTES DE SUPERNOVA



## NEBULOSA DO CARANGUEJO (REMANESCENTE DE SNII)

- Está a uma distância de 5870 anos luz da Terra
- Diâmetro angular ~ lua cheia
- Explosão foi relatada pelos chineses em 1054 (excedeu a luminosidade de Vênus)
- Possui um remanescente compacto associado: estrela de nêutrons.



**RCW 86  
(POSSÍVEL REMANESCENTE DE  
SNIa)**

**- está a uma distância de  
8000 anos luz da Terra  
Explosão ocorreu ~ 2000 anos  
atrás.**

**Primeira SN observada pelos  
chineses.**

# **NUCLEOSSÍNTESE**

**como os elementos químicos são criados**

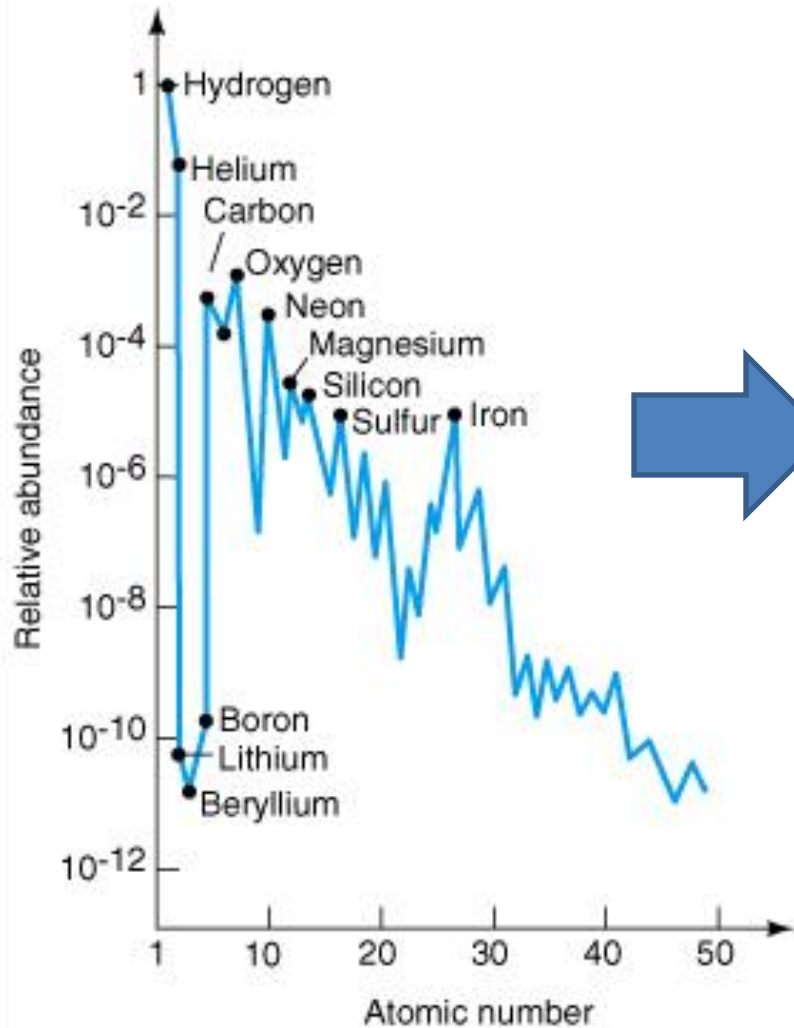
**Na Terra temos:**

- 81 elementos estáveis**
- 10 elementos radiativos naturais**
- 17 elementos radiativos artificiais**

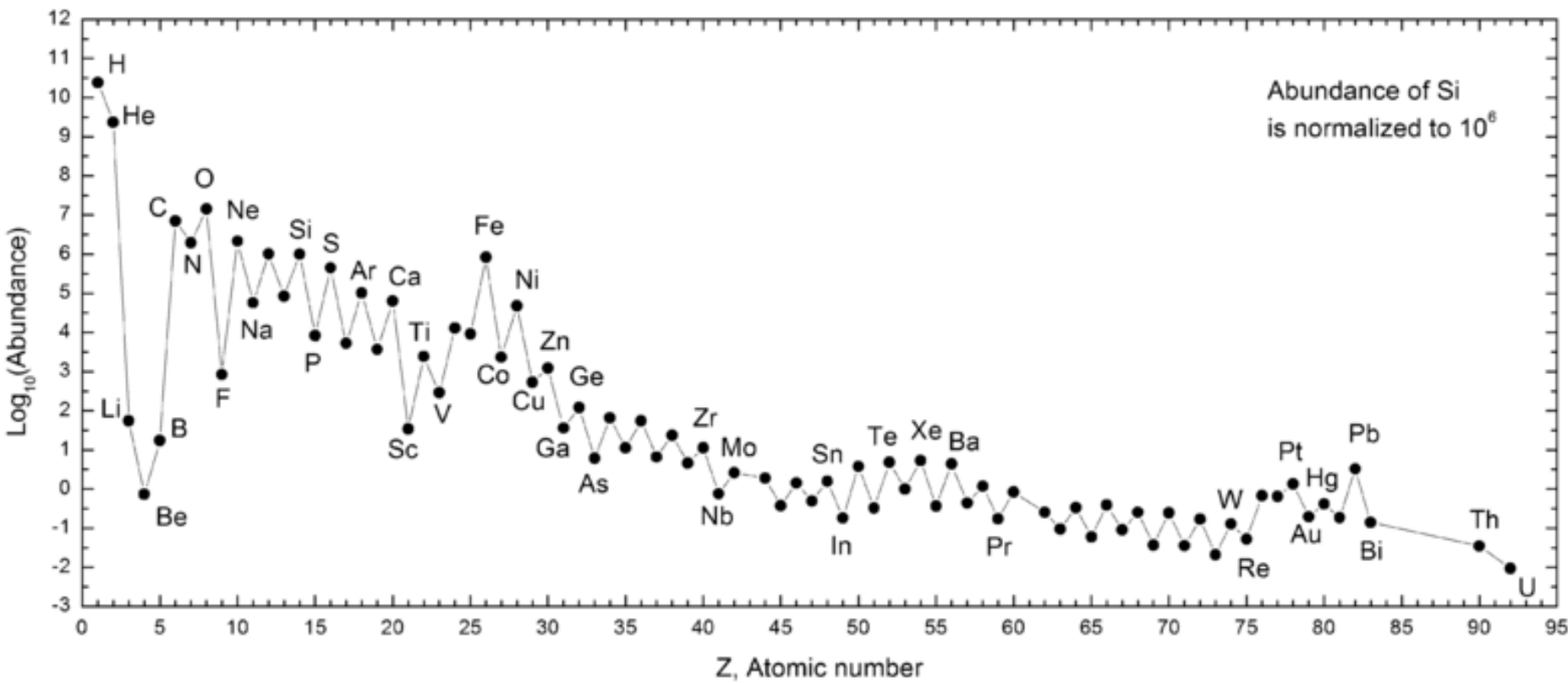
**De onde vêm??**

**H e He: são primordiais**  
**Outros : produzidos por estrelas**

# ABUNDÂNCIAS DE ELEMENTOS NO UNIVERSO DERIVADO ATRAVÉS DOS ESPECTROS DE ESTRELAS



ELEMENTOS POR GRUPO DE PARTÍCULAS	ABUNDÂNCIA PERCENTUAL POR NÚMERO
<b>H (1 partícula nuclear)</b>	<b>90%</b>
<b>He (A= 4 pns)</b>	<b>9%</b>
<b>Grupo do Li (7-11 pns)</b>	<b>0,000001%</b>
<b>Grupo do C (12-20 pns)</b>	<b>0,2%</b>
<b>Grupo do Si (23-48 pns)</b>	<b>0,01%</b>
<b>Grupo do Fe (50-62 pns)</b>	<b>0,01%</b>
<b>Grupo de massa intermediária (63-100 pns)</b>	<b>10<sup>-8</sup> %</b>
<b>Grupo de grande massa (&gt; 100 pns)</b>	<b>10<sup>-9</sup> %</b>



**PARA PRODUZIR ELEMENTOS MAIS PESADOS ATÉ O FERRO ⇒ NUCLEOSSÍNTESE EM ESTRELAS MASSIVAS.**

**A FORMA DE PASSAR ESTES ELEMENTOS PARA O MEIO É ATRAVÉS DA EXPLOÇÃO DE SUPERNOVAS.**

**E OS ELEMENTOS MAIS PESADOS DO QUE O FE??**

**ALGUNS SÃO PRODUZIDOS DURANTE OS ESTÁGIOS FINAIS DE EVOLUÇÃO DE ESTRELAS MASSIVAS E OUTROS DURANTE A EXPLOÇÃO DA SUPERNOVA DE TIPO II**

**PROCESSOS-S E PROCESSOS-R**

# PROCESSOS-S

## Processo de captura de nêutrons

**captura de nêutrons  
não muda o elemento.**

**Só muda de elemento  
quando ocorre a  
transformação de um  
elemento mais instável  
para um mais estável  
**n → p por decaimento β.****

**Exemplo:**





## **PROCESSOS-S**

### **Processo de captura de nêutrons**

**Processo mais lento de captura de nêutrons, tornando possível então decaimentos sem que haja uma nova captura.**

**PROCESSOS-S  $\Rightarrow$  S=SLOW**

# PROCESSOS-S

**Processo-S funciona até aproximadamente o Bismuto (número atômico 83 (p)). O processo-S ocorre no núcleo central de uma estrela massiva (condições de T e  $\rho$  apropriadas)**

	1A																			8A	
1	1 <b>H</b> Hidrogênio																				2 <b>He</b> Hélio
2	3 <b>Li</b> Lítio	4 <b>Be</b> Berílio											5 <b>B</b> Boro	6 <b>C</b> Carbono	7 <b>N</b> Nitrogênio	8 <b>O</b> Oxigênio	9 <b>F</b> Flúor			10 <b>Ne</b> Neônio	
3	11 <b>Na</b> Sódio	12 <b>Mg</b> Magnésio											13 <b>Al</b> Alumínio	14 <b>Si</b> Silício	15 <b>P</b> Fósforo	16 <b>S</b> Enxofre	17 <b>Cl</b> Cloro			18 <b>Ar</b> Argônio	
4	19 <b>K</b> Potássio	20 <b>Ca</b> Cálcio	21 <b>Sc</b> Escândio	22 <b>Ti</b> Titânio	23 <b>V</b> Vanádio	24 <b>Cr</b> Cromo	25 <b>Mn</b> Manganês	26 <b>Fe</b> Ferro	27 <b>Co</b> Cobalto	28 <b>Ni</b> Níquel	29 <b>Cu</b> Cobre	30 <b>Zn</b> Zinco	31 <b>Ga</b> Gálio	32 <b>Ge</b> Germânio	33 <b>As</b> Arsênio	34 <b>Se</b> Selênio	35 <b>Br</b> Bromo			36 <b>Kr</b> Criptônio	
5	37 <b>Rb</b> Rubídio	38 <b>Sr</b> Estrôncio	39 <b>Y</b> Ítrio	40 <b>Zr</b> Zircônio	41 <b>Nb</b> Níbio	42 <b>Mo</b> Molibdênio	43 <b>Tc</b> Tecnécio	44 <b>Ru</b> Rutênio	45 <b>Rh</b> Ródio	46 <b>Pd</b> Paládio	47 <b>Ag</b> Prata	48 <b>Cd</b> Cádmio	49 <b>In</b> Índio	50 <b>Sn</b> Estanho	51 <b>Sb</b> Antimônio	52 <b>Te</b> Telúrio	53 <b>I</b> Iodo			54 <b>Xe</b> Xenônio	
6	55 <b>Cs</b> Césio	56 <b>Ba</b> Bário	57-71 *	72 <b>Hf</b> Háfnio	73 <b>Ta</b> Tântalo	74 <b>W</b> Tungstênio	75 <b>Re</b> Rênio	76 <b>Os</b> Ósmio	77 <b>Ir</b> Íridio	78 <b>Pt</b> Platina	79 <b>Au</b> Ouro	80 <b>Hg</b> Mercúrio	81 <b>Tl</b> Tálio	82 <b>Pb</b> Chumbo	83 <b>Bi</b> Bismuto	84 <b>Po</b> Polônio	85 <b>At</b> Astató			86 <b>Rn</b> Radônio	
7	87 <b>Fr</b> Frâncio	88 <b>Ra</b> Rádio	89-103 **	104 <b>Rf</b> Rutherford...	105 <b>Db</b> Dúbnio	106 <b>Sg</b> Seabórgio	107 <b>Bh</b> Bóhrnio	108 <b>Hs</b> Hássio	109 <b>Mt</b> Meitnério	110 <b>Ds</b> Darmstádio	111 <b>Rg</b> Roentgênio	112 <b>Cn</b> Copernício	113 <b>Uut</b> Ununtrio	114 <b>Uuq</b> Ununquádio	115 <b>Uup</b> Ununpentio	116 <b>Uuh</b> Ununhécio	117 <b>Uus</b> Ununséptio			118 <b>Uuo</b> Ununoctó	
			*	57 <b>La</b> Lantânio	58 <b>Ce</b> Cério	59 <b>Pr</b> Praseodímio	60 <b>Nd</b> Neodímio	61 <b>Pm</b> Promécio	62 <b>Sm</b> Samário	63 <b>Eu</b> Európio	64 <b>Gd</b> Gadolínio	65 <b>Tb</b> Térbio	66 <b>Dy</b> Disprósio	67 <b>Ho</b> Hólmio	68 <b>Er</b> Érbio	69 <b>Tm</b> Túlio	70 <b>Yb</b> Ítérbio			71 <b>Lu</b> Lutécio	
			**	89 <b>Ac</b> Actínio	90 <b>Th</b> Tório	91 <b>Pa</b> Protactínio	92 <b>U</b> Urânio	93 <b>Np</b> Neptúnio	94 <b>Pu</b> Plutônio	95 <b>Am</b> Amérvio	96 <b>Cm</b> Cúrio	97 <b>Bk</b> Berquílio	98 <b>Cf</b> Califórmio	99 <b>Es</b> Einstênio	100 <b>Fm</b> Férmio	101 <b>Md</b> Mendelévio	102 <b>No</b> Nobélio			103 <b>Lr</b> Laurêncio	

## PROCESSOS-R

**Processos-R ocorrem durante o período da implosão/explosão de SNII**

**R=rápido**

**O número de nêutrons cresce muito devido a fissão dos elementos mais pesados por fótons de alta energia**

**PROCESSO DE NEUTRONIZAÇÃO DO NÚCLEO**

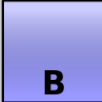




**MINUTOS INICIAIS DA EXPLOSÃO DA ESTRELA ⇒ SNII**

**Os nêutrons livres podem ser capturados por outros elementos, e sua captura pode acontecer antes que um núcleo instável (meia vida maior) decaia para um mais estável, fazendo com que aumentem ainda mais em massa.**

# PROCESSOS-R

**Processos-R são responsáveis pela formação dos núcleos atômicos muito pesados, tais como Tório, Urânio, Plutônio, etc...**

1A																	8A
1 <b>H</b> Hidrogênio																	2 <b>He</b> Hélio
3 <b>Li</b> Lítio	4 <b>Be</b> Berílio											5 <b>B</b> Boro	6 <b>C</b> Carbono	7 <b>N</b> Nitrogênio	8 <b>O</b> Oxigênio	9 <b>F</b> Flúor	10 <b>Ne</b> Neônio
11 <b>Na</b> Sódio	12 <b>Mg</b> Magnésio	3B	4B	5B	6B	7B	8B			1B	2B	13 <b>Al</b> Alumínio	14 <b>Si</b> Silício	15 <b>P</b> Fósforo	16 <b>S</b> Enxofre	17 <b>Cl</b> Cloro	18 <b>Ar</b> Argônio
19 <b>K</b> Potássio	20 <b>Ca</b> Cálcio	21 <b>Sc</b> Escândio	22 <b>Ti</b> Titânio	23 <b>V</b> Vanádio	24 <b>Cr</b> Cromo	25 <b>Mn</b> Manganês	26 <b>Fe</b> Ferro	27 <b>Co</b> Cobalto	28 <b>Ni</b> Níquel	29 <b>Cu</b> Cobre	30 <b>Zn</b> Zinco	31 <b>Ga</b> Gálio	32 <b>Ge</b> Germânio	33 <b>As</b> Arsênio	34 <b>Se</b> Selênio	35 <b>Br</b> Bromo	36 <b>Kr</b> Criptônio
37 <b>Rb</b> Rubídio	38 <b>Sr</b> Estrôncio	39 <b>Y</b> Ítrio	40 <b>Zr</b> Zircônio	41 <b>Nb</b> Nióbio	42 <b>Mo</b> Molibdênio	43 <b>Tc</b> Tecnécio	44 <b>Ru</b> Rutênio	45 <b>Rh</b> Ródio	46 <b>Pd</b> Paládio	47 <b>Ag</b> Prata	48 <b>Cd</b> Cádmio	49 <b>In</b> Índio	50 <b>Sn</b> Estanho	51 <b>Sb</b> Antimônio	52 <b>Te</b> Telúrio	53 <b>I</b> Iodo	54 <b>Xe</b> Xenônio
55 <b>Cs</b> Césio	56 <b>Ba</b> Bário	57-71 *	72 <b>Hf</b> Háfnio	73 <b>Ta</b> Tântalo	74 <b>W</b> Tungstênio	75 <b>Re</b> Rênio	76 <b>Os</b> Ósmio	77 <b>Ir</b> Íridio	78 <b>Pt</b> Platina	79 <b>Au</b> Ouro	80 <b>Hg</b> Mercúrio	81 <b>Tl</b> Tálio	82 <b>Pb</b> Chumbo	83 <b>Bi</b> Bismuto	84 <b>Po</b> Polônio	85 <b>At</b> Astató	86 <b>Rn</b> Radônio
87 <b>Fr</b> Frâncio	88 <b>Ra</b> Rádio	89-103 **	104 <b>Rf</b> Rutherfordio...	105 <b>Db</b> Dúbnio	106 <b>Sg</b> Seabórgio	107 <b>Bh</b> Bóhrio	108 <b>Hs</b> Hássio	109 <b>Mt</b> Meitnério	110 <b>Ds</b> Darmstádio	111 <b>Rg</b> Roentgênio	112 <b>Cn</b> Copernício	113 <b>Uut</b> Ununtrio	114 <b>Uuq</b> Ununquádro	115 <b>Uup</b> Ununpentio	116 <b>Uuh</b> Ununhécio	117 <b>Uus</b> Ununséptio	118 <b>Uuo</b> Ununóctio
		*	57 <b>La</b> Lantânio	58 <b>Ce</b> Célio	59 <b>Pr</b> Praseodímio	60 <b>Nd</b> Néodímio	61 <b>Pm</b> Promécio	62 <b>Sm</b> Samário	63 <b>Eu</b> Európio	64 <b>Gd</b> Gadolínio	65 <b>Tb</b> Térbio	66 <b>Dy</b> Disprósio	67 <b>Ho</b> Hólmio	68 <b>Er</b> Érbio	69 <b>Tm</b> Túlio	70 <b>Yb</b> Ítérbio	71 <b>Lu</b> Lutécio
		**	89 <b>Ac</b> Actínio	90 <b>Th</b> Tório	91 <b>Pa</b> Protactínio	92 <b>U</b> Urânio	93 <b>Np</b> Neptúlio	94 <b>Pu</b> Plutônio	95 <b>Am</b> Amércio	96 <b>Cm</b> Cúrio	97 <b>Bk</b> Berquélio	98 <b>Cf</b> Califórnio	99 <b>Es</b> Einstênio	100 <b>Fm</b> Férmio	101 <b>Md</b> Mendelévio	102 <b>No</b> Nobélio	103 <b>Lr</b> Laurêncio

 <b>Big Bang</b>	 <b>Large stars</b>	 <b>Supernovae</b>
 <b>Cosmic rays</b>	 <b>Small stars</b>	 <b>Man-made</b>

<b>H</b> B	
<b>Li</b> C	<b>Be</b> C
<b>Na</b> L	<b>Mg</b> L
<b>K</b> L	<b>Ca</b> L
<b>Rb</b> \$	<b>Sr</b> L
<b>Cs</b> \$	<b>Ba</b> L
<b>Fr</b> \$	<b>Ra</b> \$

<b>Sc</b> L	<b>Ti</b> \$ L	<b>V</b> \$ L	<b>Cr</b> L	<b>Mn</b> L	<b>Fe</b> \$ L	<b>Co</b> \$	<b>Ni</b> \$	<b>Cu</b> L	<b>Zn</b> L	<b>Ga</b> \$	<b>Ge</b> \$	<b>As</b> L	<b>Se</b> \$	<b>Br</b> \$	<b>Kr</b> \$
<b>Y</b> L	<b>Zr</b> L	<b>Nb</b> L	<b>Mo</b> \$ L	<b>Tc</b> L	<b>Ru</b> \$ L	<b>Rh</b> \$	<b>Pd</b> \$ L	<b>Ag</b> \$ L	<b>Cd</b> \$ L	<b>In</b> \$ L	<b>Sn</b> \$ L	<b>Sb</b> \$	<b>Te</b> \$	<b>I</b> \$	<b>Xe</b> \$
	<b>Hf</b> \$ L	<b>Ta</b> \$ L	<b>W</b> \$ L	<b>Re</b> \$	<b>Os</b> \$	<b>Ir</b> \$	<b>Pt</b> \$	<b>Au</b> \$	<b>Hg</b> \$ L	<b>Tl</b> \$ L	<b>Pb</b> \$	<b>Bi</b> \$	<b>Po</b> \$	<b>At</b> \$	<b>Rn</b> \$
	<b>La</b> L	<b>Ce</b> L	<b>Pr</b> \$ L	<b>Nd</b> \$ L	<b>Pm</b> \$ L	<b>Sm</b> \$ L	<b>Eu</b> \$	<b>Gd</b> \$	<b>Tb</b> \$	<b>Dy</b> \$	<b>Ho</b> \$	<b>Er</b> \$	<b>Tm</b> \$	<b>Yb</b> \$ L	<b>Lu</b> \$
	<b>Ac</b> \$	<b>Th</b> \$	<b>Pa</b> \$	<b>U</b> \$	<b>Np</b> \$	<b>Pu</b> \$	<b>Am</b> M	<b>Cm</b> M	<b>Bk</b> M	<b>Cf</b> M	<b>Es</b> M	<b>Fm</b> M	<b>Md</b> M	<b>No</b> M	<b>Lr</b> M

<b>B</b> C	<b>C</b> S L	<b>N</b> S L	<b>O</b> S L	<b>F</b> L	<b>Ne</b> S L
<b>Al</b> \$ L	<b>Si</b> \$ L	<b>P</b> L	<b>S</b> S L	<b>Cl</b> L	<b>Ar</b> L

<b>He</b> B
----------------

# O CICLO DA EVOLUÇÃO ESTELAR

