

AULA 2: EVOLUÇÃO ESTELAR

- A evolução das estrelas de massa baixa e intermediária
- A evolução das estrelas de grande massa
- Supernovas, estrelas de nêutrons e buracos negros

Prof. Roberto D.D. Costa
Departamento de Astronomia
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
Universidade de São Paulo

Definições:

Estrelas de baixa massa

$$M \leq 0,8 M_{\odot}$$

Estrelas de massa intermediária

$$0,8 M_{\odot} \leq M \leq 8 M_{\odot}$$

Estrelas de alta massa

$$M > 8 M_{\odot}$$

Evolução das estrelas de massa intermediária ($0.8 < M < 8 M_{\text{sol}}$)

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

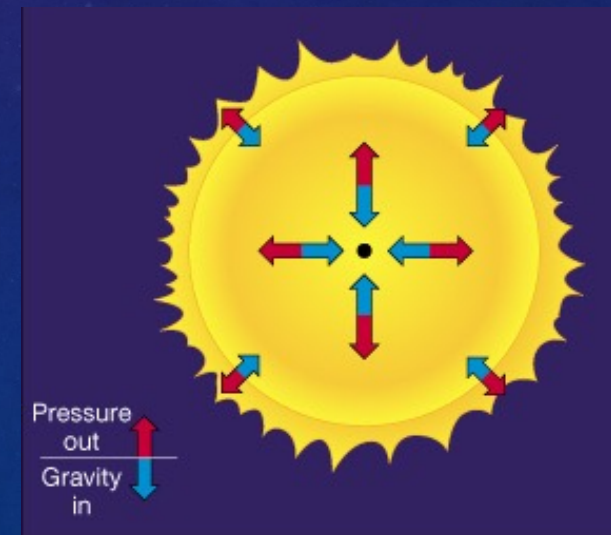
Característica da fase de sequência principal :

- 1) Fusão do H transformando-se em He
= queima do H no núcleo



- 2) Estrela em equilíbrio hidrostático

a gravidade é contrabalanceada pela pressão do gás
aquecido pela queima do H

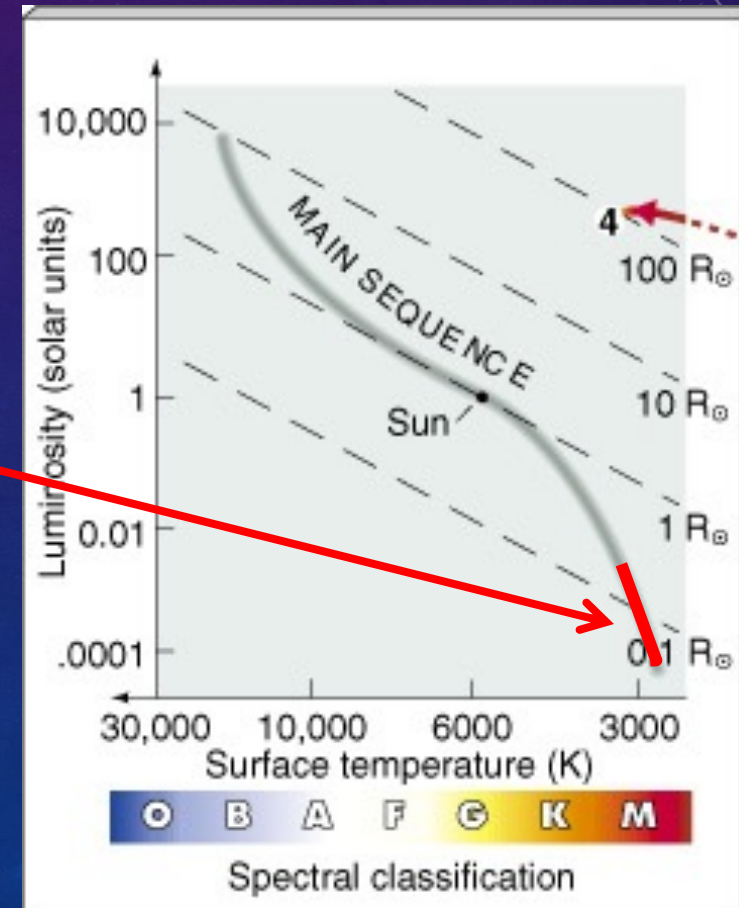


Exemplos: estrela como o Sol ($1 M_{\odot}$)



$\sim 4 \times 10^7$ anos na pré-SP $\rightarrow \sim 10^{10}$ na SP

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



Evolução pós-sequência principal

Quando se inicia ?

H é totalmente consumido no centro

☆ deixa a SP



Estágios de evolução pós-SP

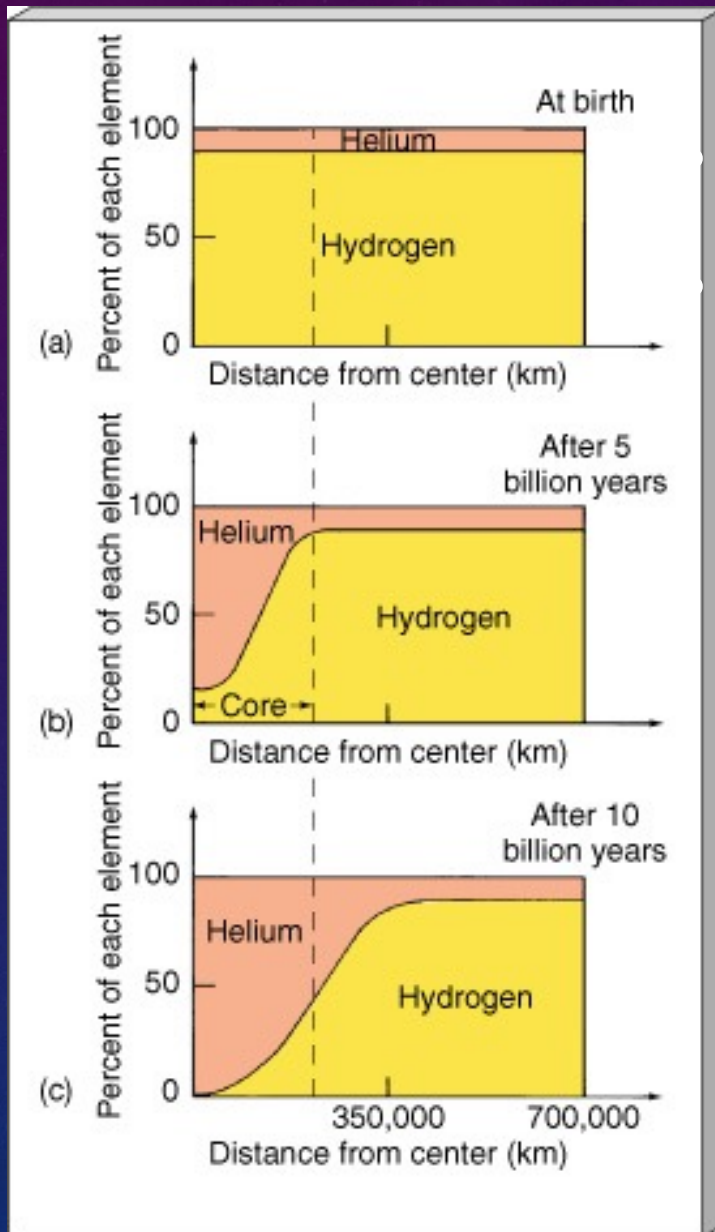
final da vida da ☆



dependem da massa



A evolução do Sol



Nascimento do Sol : composto principalmente por H e He
(abundância do meio interestelar em que o Sol foi formado)

Estágio atual do Sol : queima do H no núcleo

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

Quando o Sol tiver um núcleo inerte de He, o que acontece?

núcleo se contrai, T aumenta



Começam as mudanças estruturais na estrela

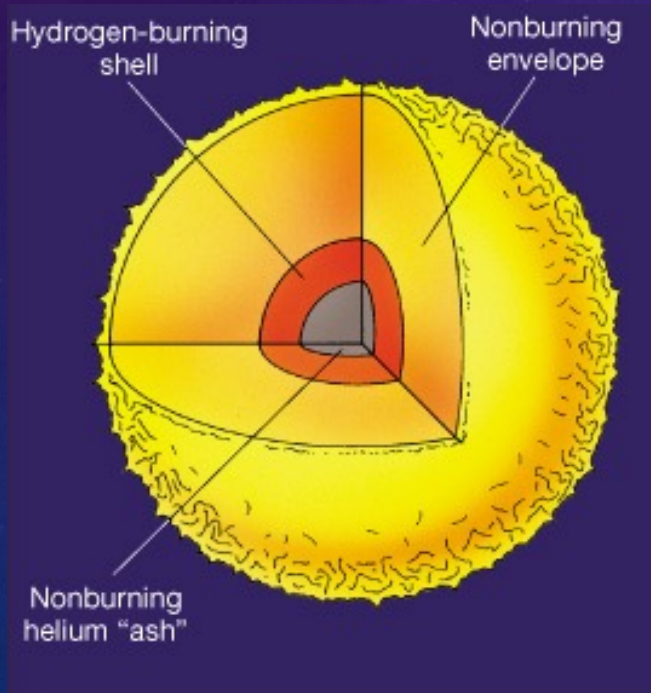


T deve ultrapassar $\sim 10^8$ K para haver fusão do He...

Enquanto não ultrapassa



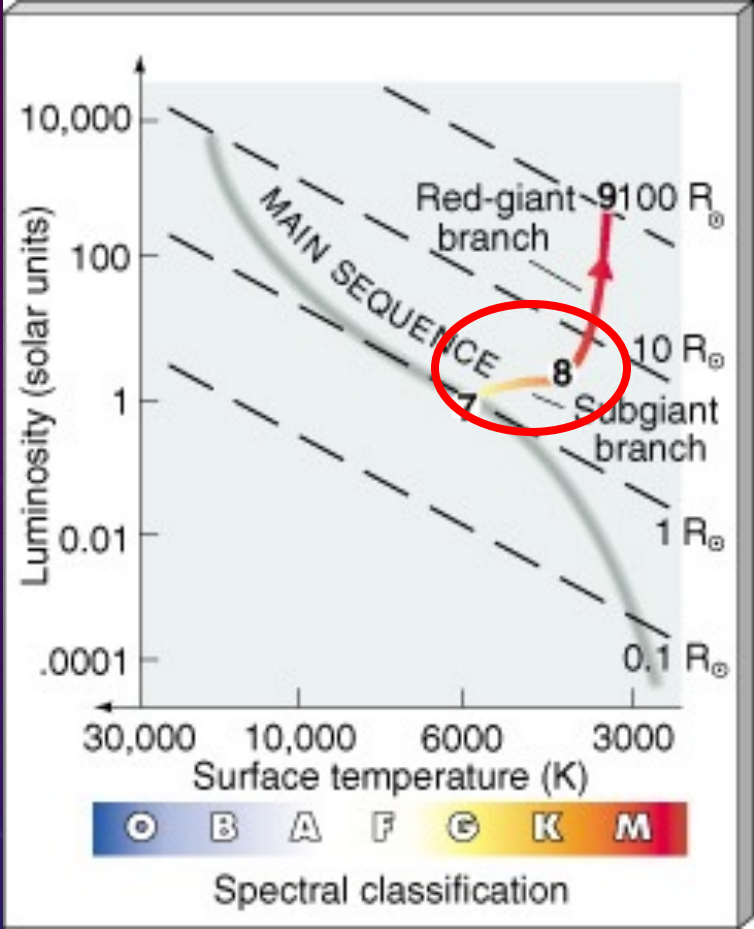
O núcleo de He vai se contraindo pois não há mais reações de fusão



H começa a queimar a altas taxas nas camadas vizinhas e o raio do núcleo diminui



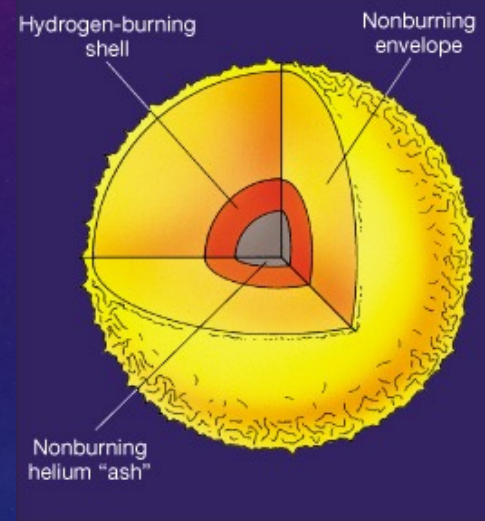
aumenta o raio da estrela por conservação do momentum angular



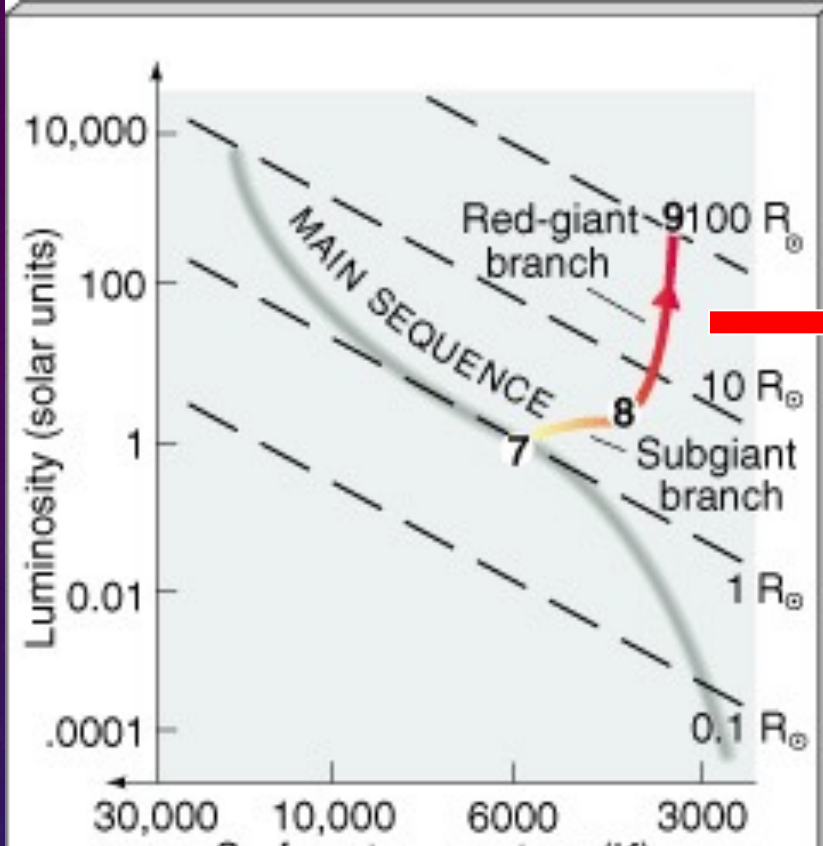
aumenta o raio da ☆



Camadas externas resfriam



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

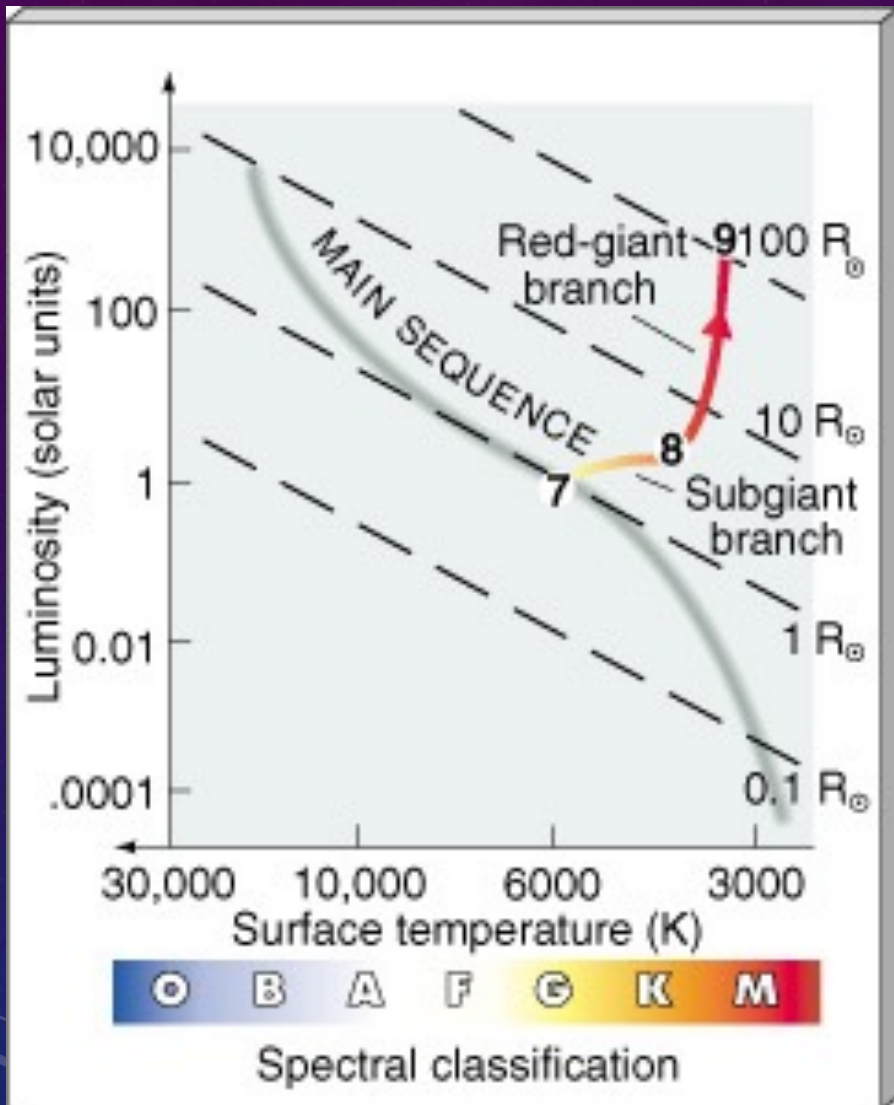


Convecção atua como mecanismo de transporte de energia para a superfície

L cresce com T ~ constante !

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

Fase de Gigante

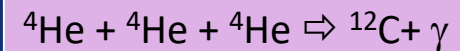


Se $M_{\star} < 0,5 M_{\odot}$:

A medida que o núcleo de He encolhe, camadas externas da estrela são ejetadas

Para $1-8 M_{\odot}$:

Começa a fusão do He formando C:
Processo triplo-alfa

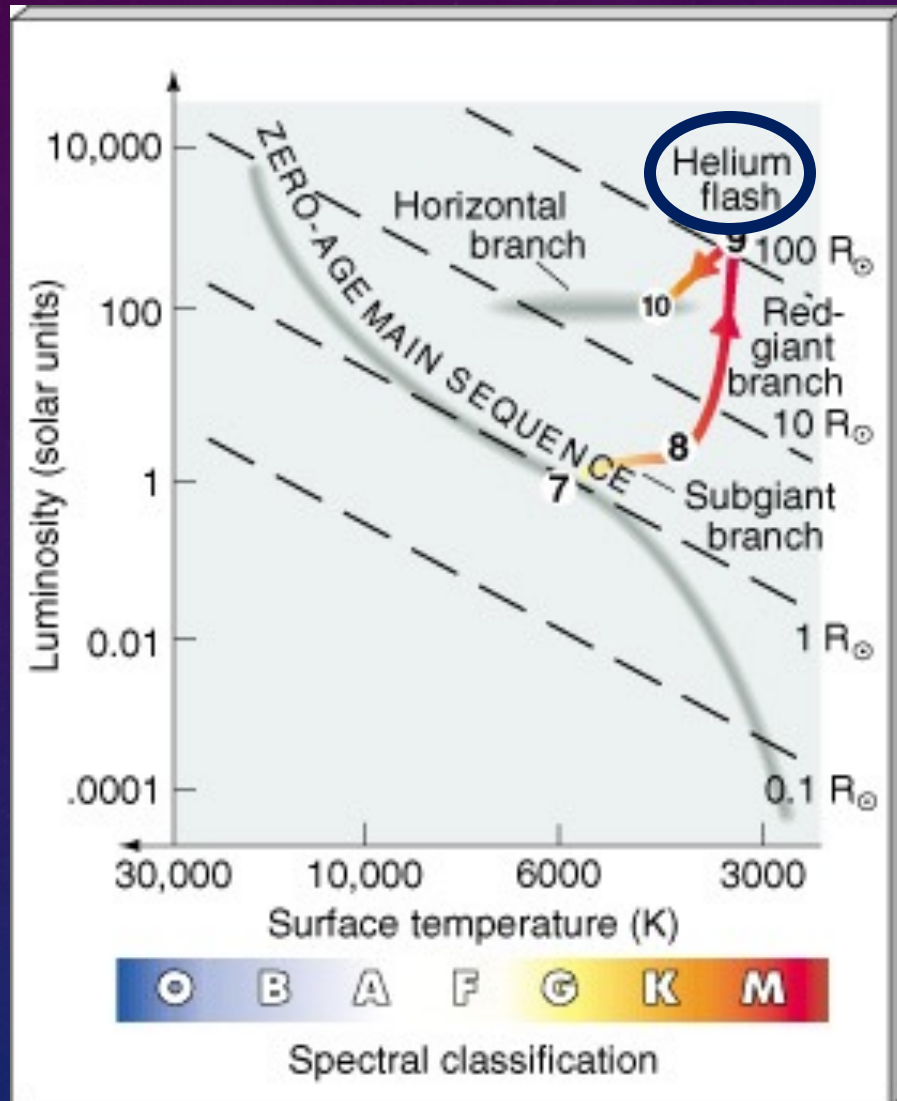


Nas fases pós-SP a estrela “incha” até atingir o tamanho da órbita da Terra

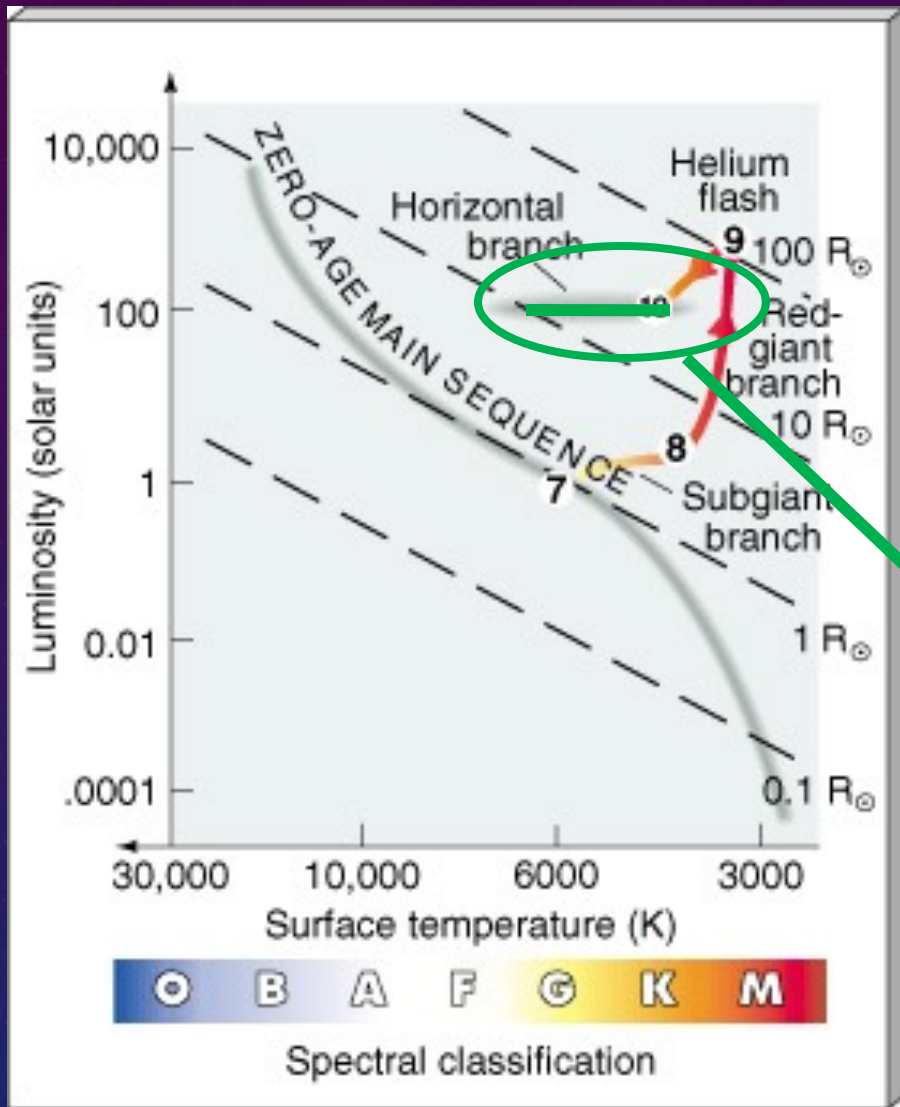


ESTÁGIO	TEMPO ATÉ O PRÓXIMO ESTÁGIO (ANOS)	T CENTRAL (K)	T SUPERF. (K)	DENSIDADE CENTRAL (Kg/m ³)	RAIO (KM) (raio solar)	OBJETO
7	10 ¹⁰	15×10 ⁶	6000	10 ⁵	7×10 ⁵ 1	ESTRELA DE SP
8	10 ⁸	50×10 ⁶	4000	10 ⁷	2×10 ⁶ 3	SUBGIGANTE
9	10 ⁵	100×10 ⁶	4000	10 ⁸	70×10 ⁶ 100	GIGANTE VERMELHA

O flash do He



Uma vez atingida a pressão e temperatura suficientes, o hélio funde explosivamente durante horas até que a T cresce o suficiente para a pressão térmica novamente se tornar importante.



Após a pressão se tornar novamente importante devido à ignição do hélio

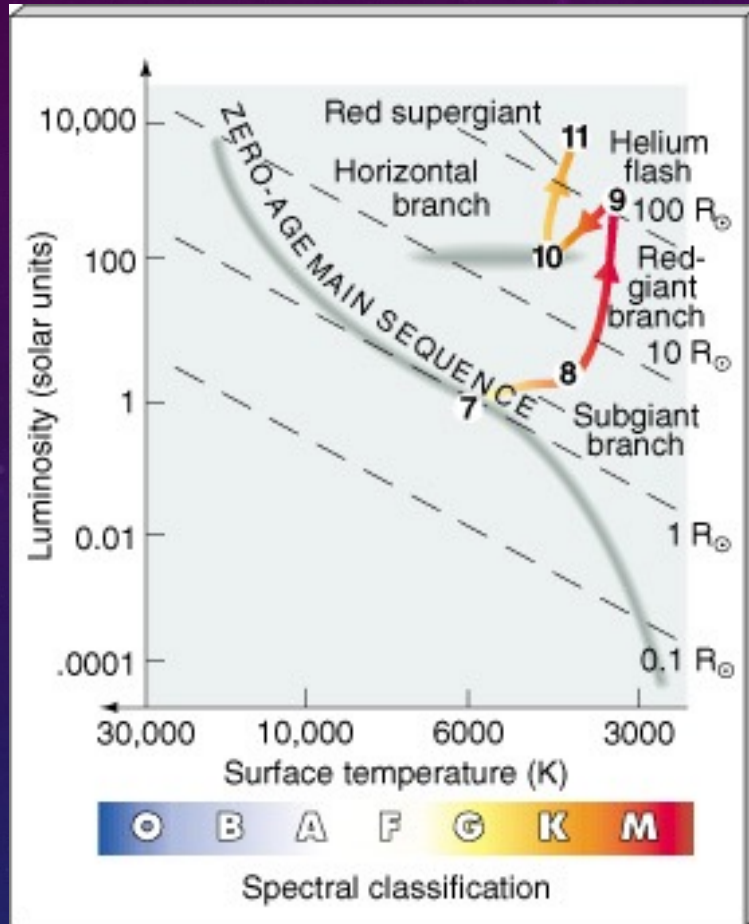


Ajuste do equilíbrio da estrela:
o núcleo expande e a densidade central diminui,
luminosidade e raio diminuem

Queima estável do He:
Estrela fica um tempo no ramo horizontal
(fase 10)
 $\sim 10^5$ anos

Posição no ramo horizontal depende da
massa da estrela.

Após o Ramo Horizontal

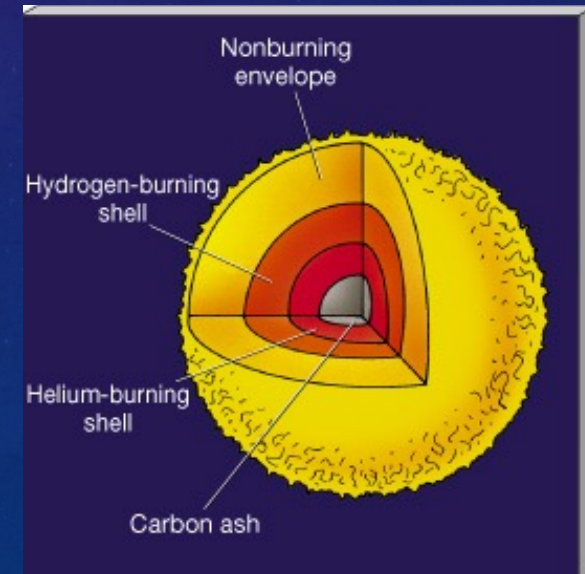


Começa a se formar um núcleo inerte de C

Contração do núcleo: T central aumenta

Queima de de He e H em camadas mais externas

ESTRELA SE EXPANDE AINDA MAIS



ESTÁGIO	TEMPO ATÉ O PRÓXIMO ESTÁGIO (ANOS)	T CENTRAL (K)	T SUPERF. (K)	DENSIDADE CENTRAL (Kg/m ³)	RAIO (KM) (raio solar)	OBJETO
7	10 ¹⁰	15×10 ⁶	6000	10 ⁵	7×10 ⁵ 1	ESTRELA DE SP
8	10 ⁸	50×10 ⁶	4000	10 ⁷	2×10 ⁶ 3	SUBGIGANTE
9	10 ⁵	100×10 ⁶	4000	10 ⁸	70×10 ⁶ 100	GIGANTE VERMELHA
10	5×10 ⁷	200×10 ⁶	5000	10 ⁷	7×10 ⁶ 10	RAMO HORIZONTAL
11	10 ⁴	250×10 ⁶	4000	10 ⁸	400×10 ⁶ 500	SUPERGIGANTE VERMELHA

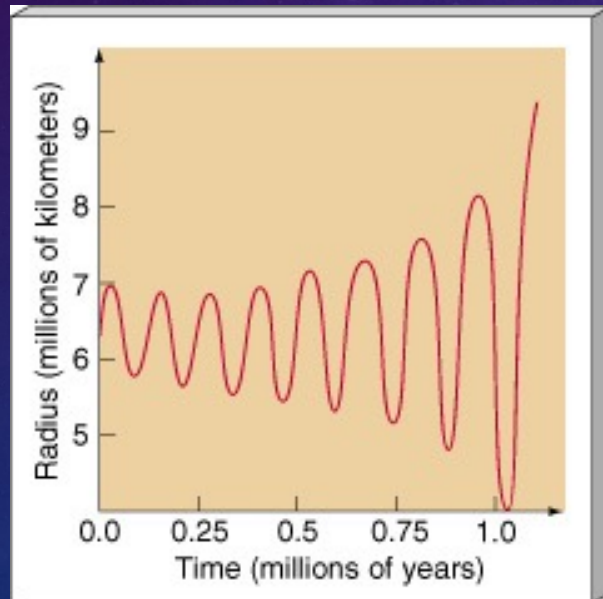
Um pouco maior do que a órbita de Mercúrio

maior que a órbita de Marte

A estrela torna-se Pulsante: brilho e raio variam

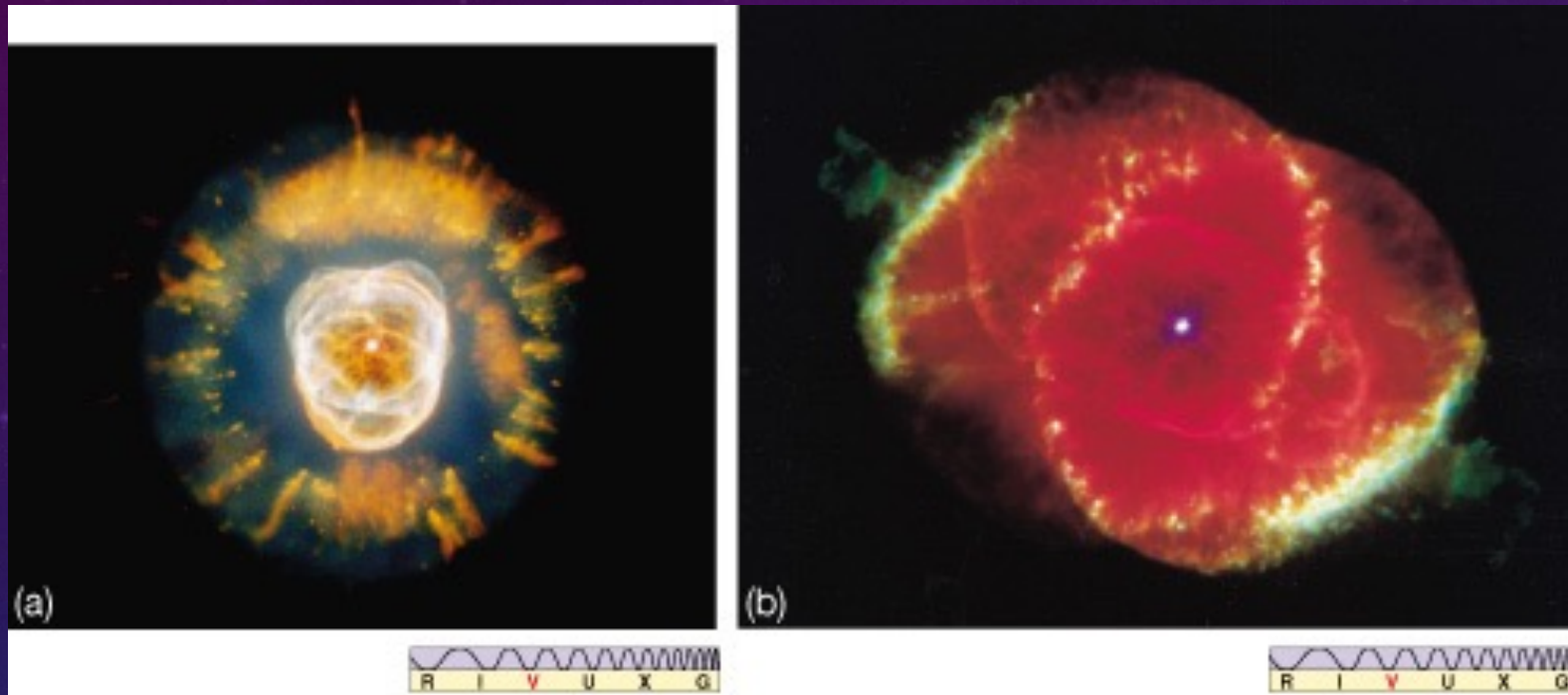
O núcleo vai se contraindo, a temperatura central cresce mais, mas para estrelas de massa intermediária ela nunca atinge o valor suficiente para queimar o C no núcleo.

À medida que T cresce mais, as camadas de queima de Hélio experimentam várias séries de queimas explosivas (flashes do He) = pulsos térmicos



As camadas externas da supergigante vermelha vão ficando instáveis experimentam uma série de pulsações com o raio crescendo cada vez mais

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



Num intervalo de tempo de dezenas de milhares de anos para a expansão total do gás : tempo de vida de uma NP antes de sua dispersão no meio interestelar.

Para 1- 5 M_☉



Camadas externas são ejetadas,
restando uma ANÃ BRANCA DE C-O

Anãs brancas

Luminosidade vem apenas do calor armazenado

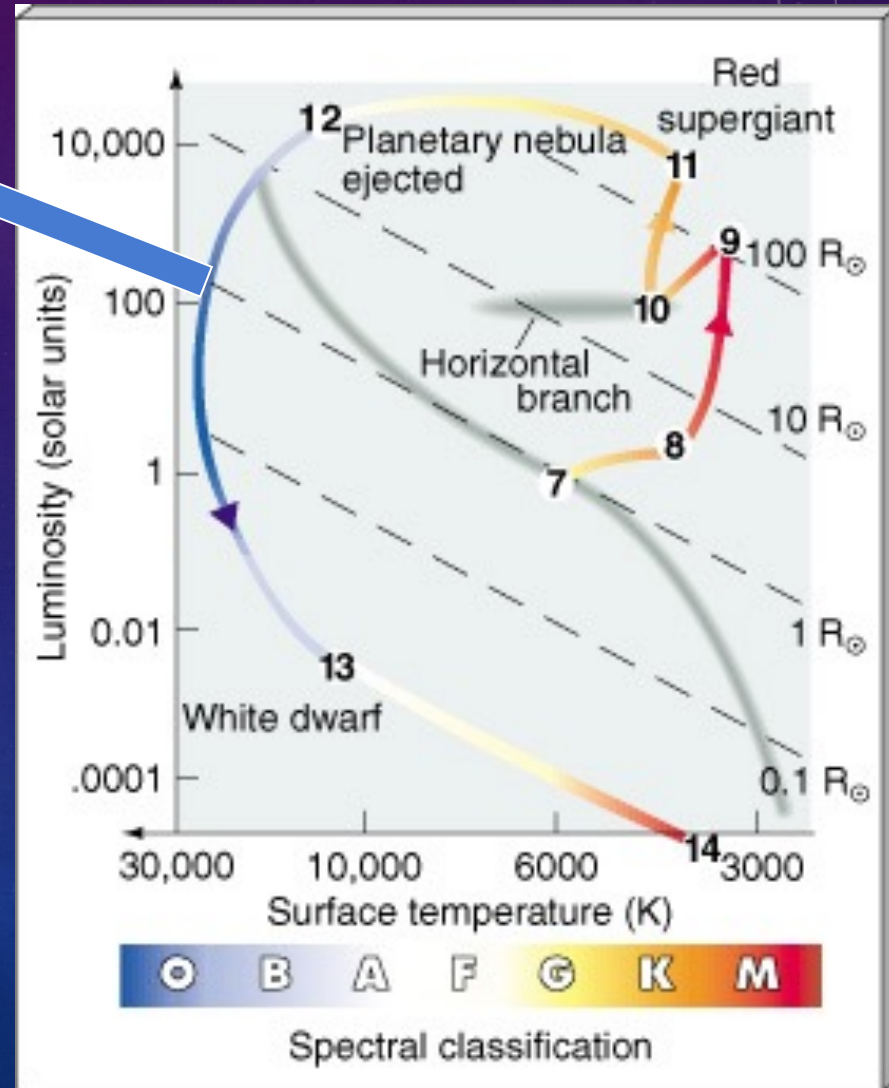
Para $\sim 8 M_{\odot}$

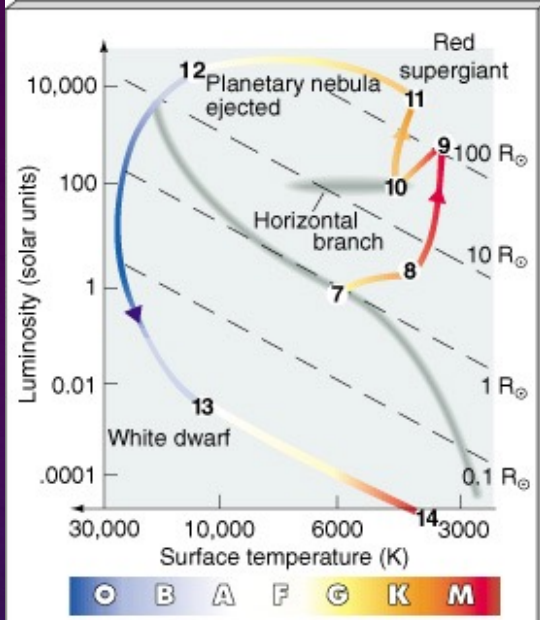


É formada uma anã branca de Ne-O

FASE 14 (teórica): ANÃ NEGRA

O tempo estimado para as anãs brancas esfriarem até a temperatura do meio interestelar é $\sim 10^{15}$ anos (trilhões) no mínimo

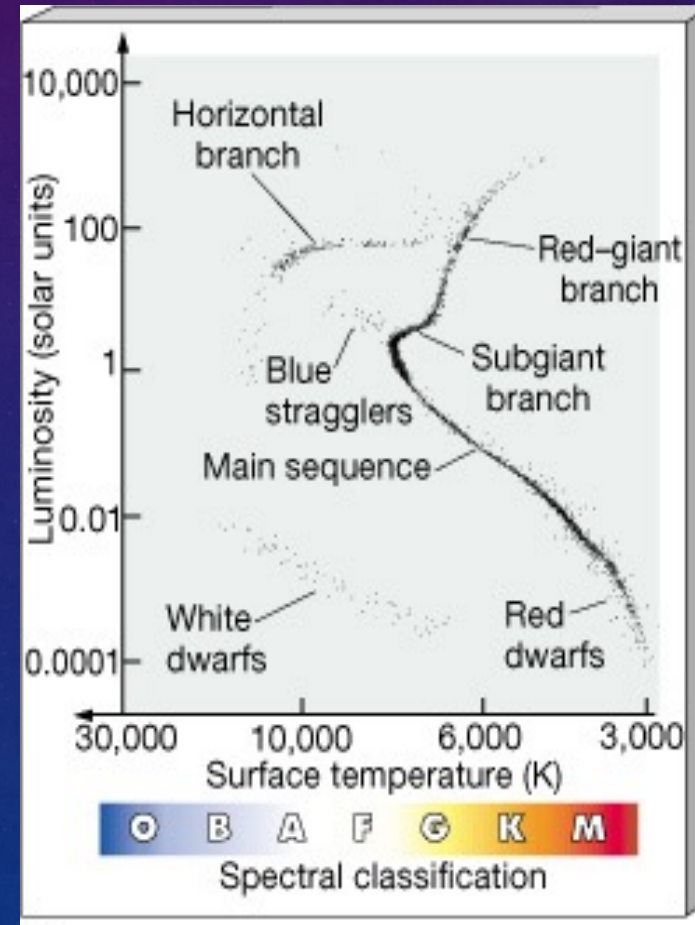




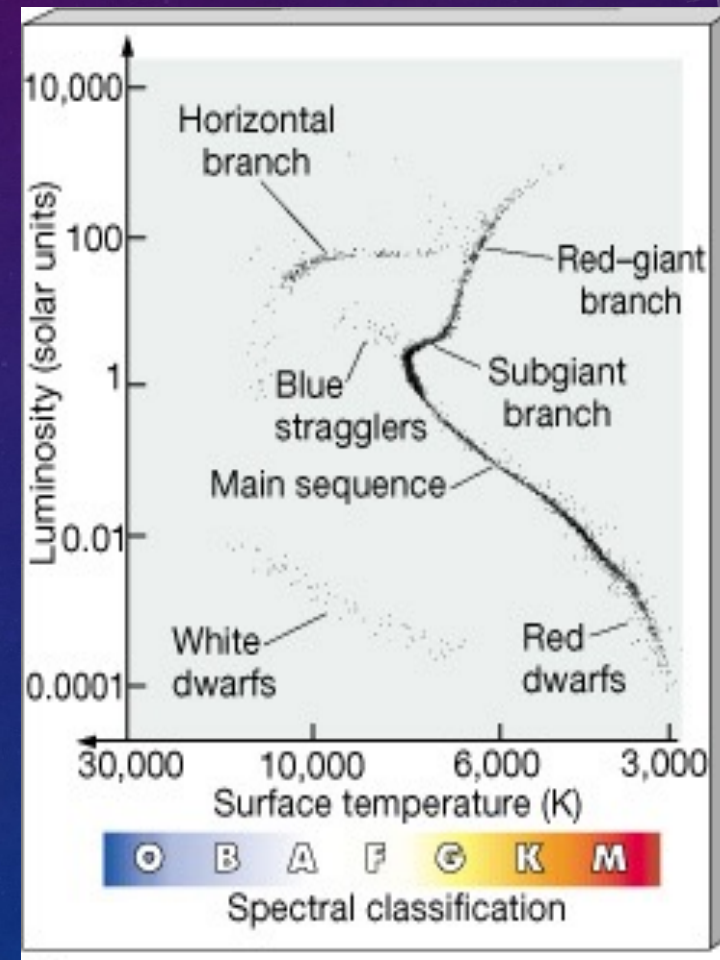
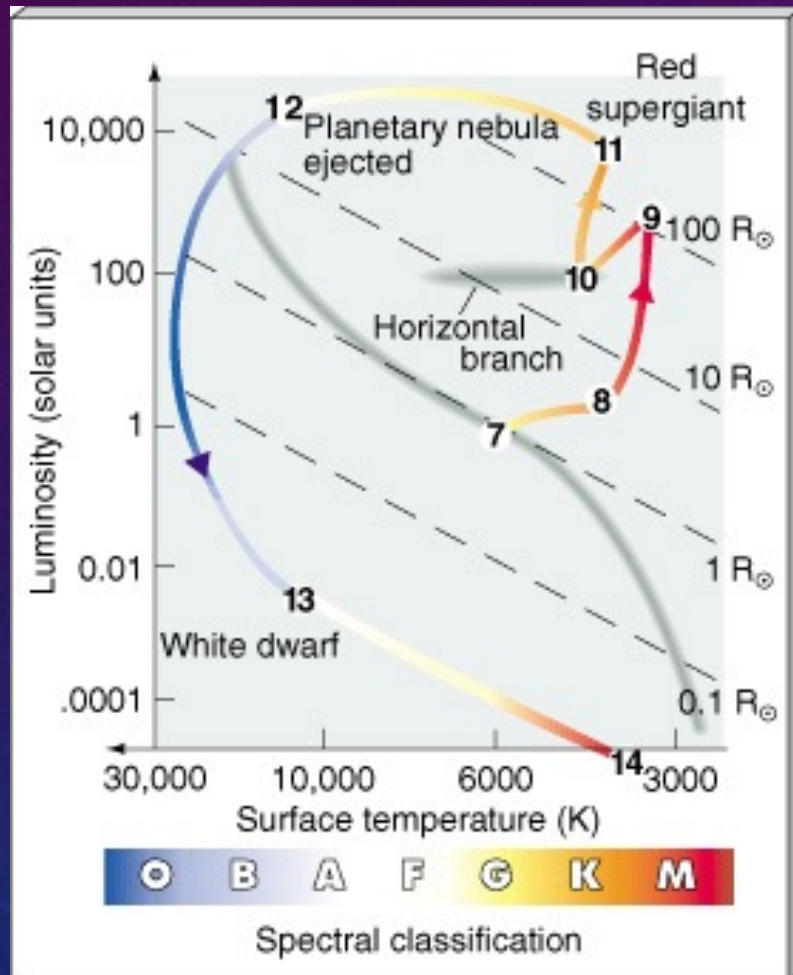
ESTÁGIO	TEMPO ATÉ O PRÓXIMO ESTÁGIO (ANOS)	T CENTRAL (K)	T SUPERF. (K)	DENSIDADE CENTRAL (Kg/m ³)	RAIO (KM) (raio solar)	OBJETO
12	10 ⁵	300×10 ⁶	100.000	10 ¹⁰	10 ⁴ 0.01	NÚCLEO DE CARBONO
12	10 ⁴		3000	10 ⁻¹⁷	700×10 ⁶ 1000	NEBULOSA PLANETÁRIA
13		100×10 ⁶	50.000	10 ¹⁰	10 ⁴ 0.01	ANÃ BRANCA
14		Próximo de 0	Próximo de 0	10 ¹⁰	10 ⁴ 0.01	ANÃ NEGRA

Uma comprovação da evolução estelar: O diagrama HR dos aglomerados globulares

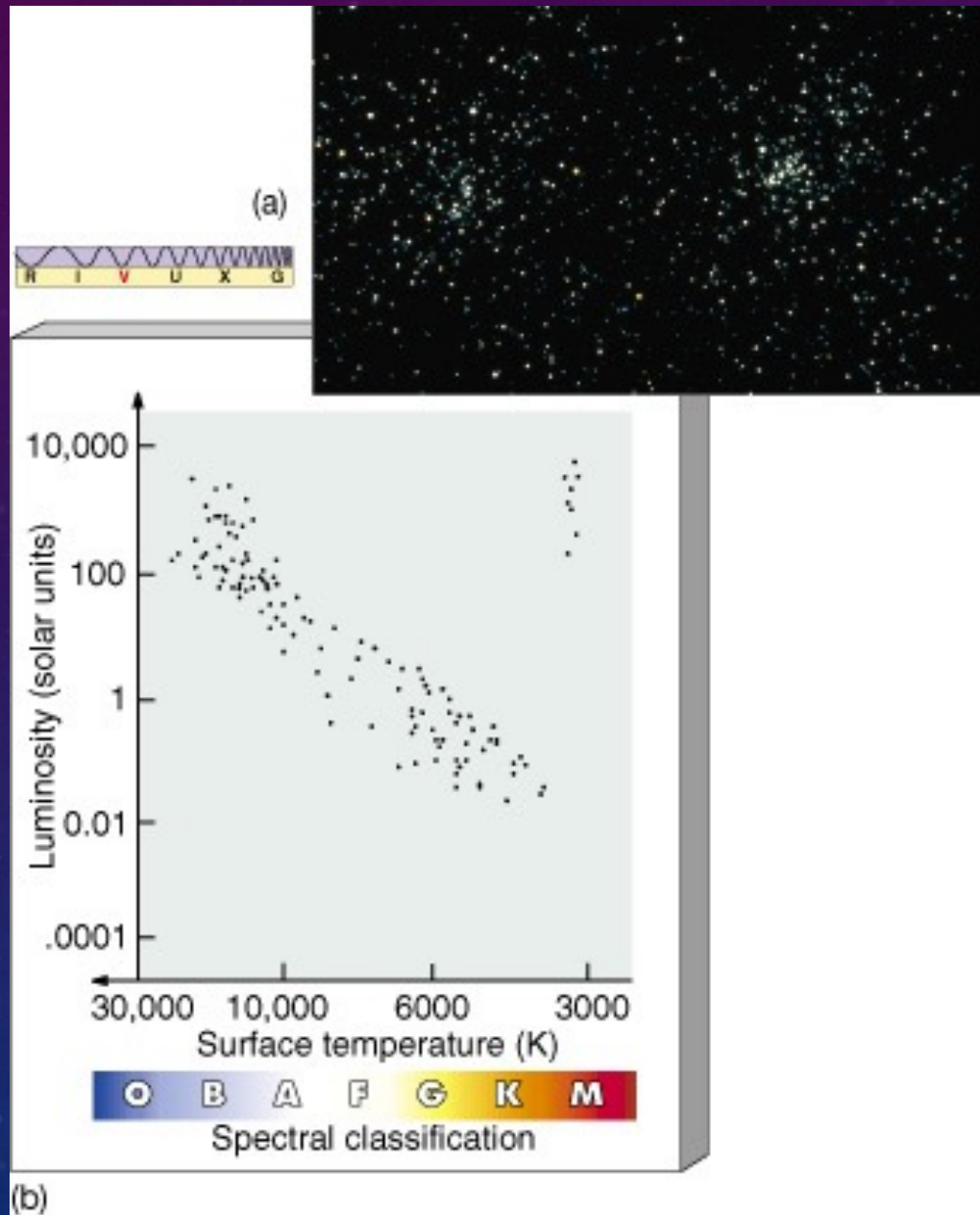
M80: um aglomerado globular muito antigo, que contém 10 milhões de estrelas



O diagrama HR dos aglomerados demonstra os vários caminhos evolutivos:

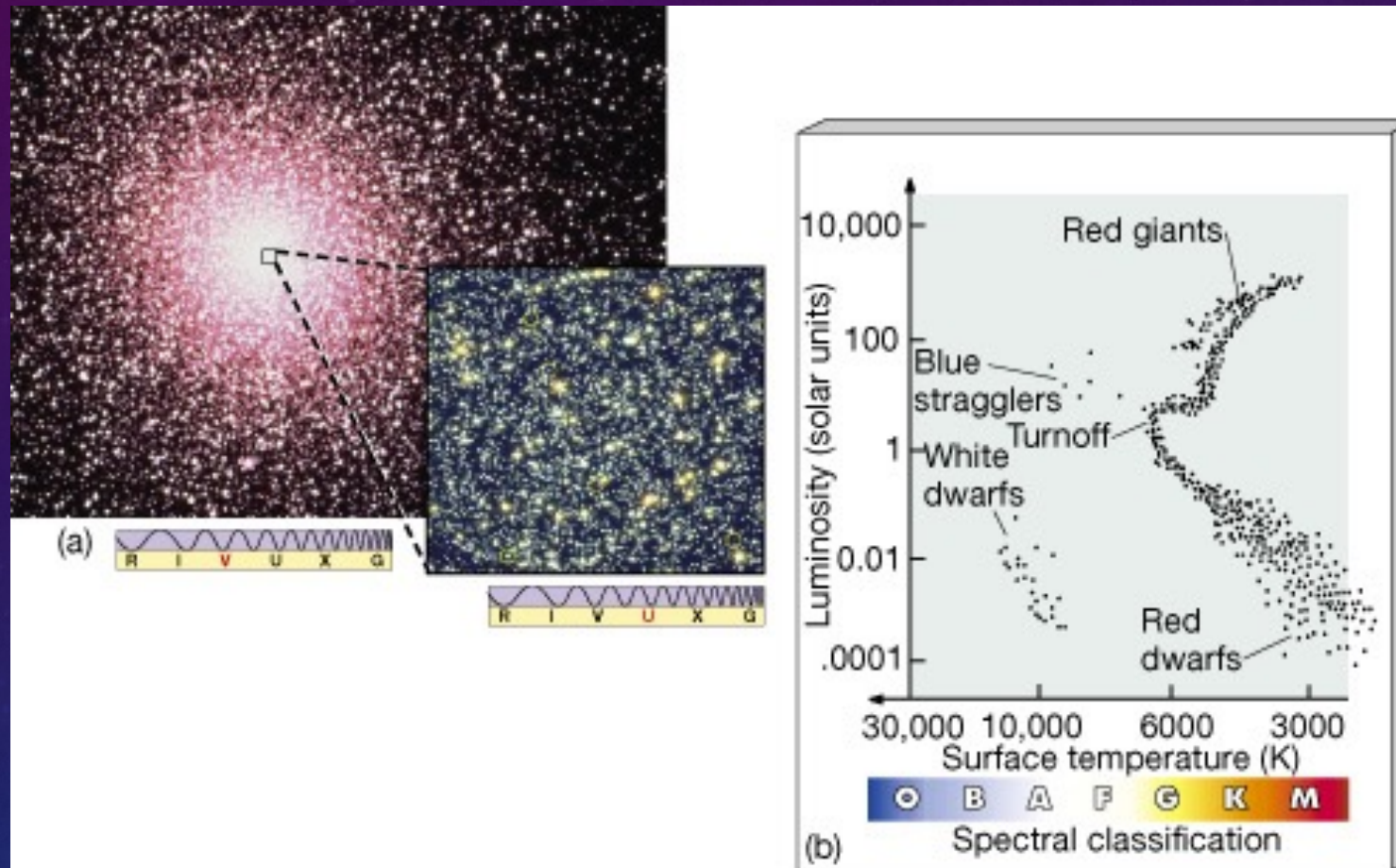


O aglomerado aberto duplo h + χ Persei, muito jovem:



Idade $\sim 10^7$ anos:
apenas SP e gigantes

O aglomerado globular 47 Tucanae:



Idade entre 12 e 13×10^9 anos (um dos mais velhos existentes):
apresenta estrelas em **todos** os estágios evolutivos

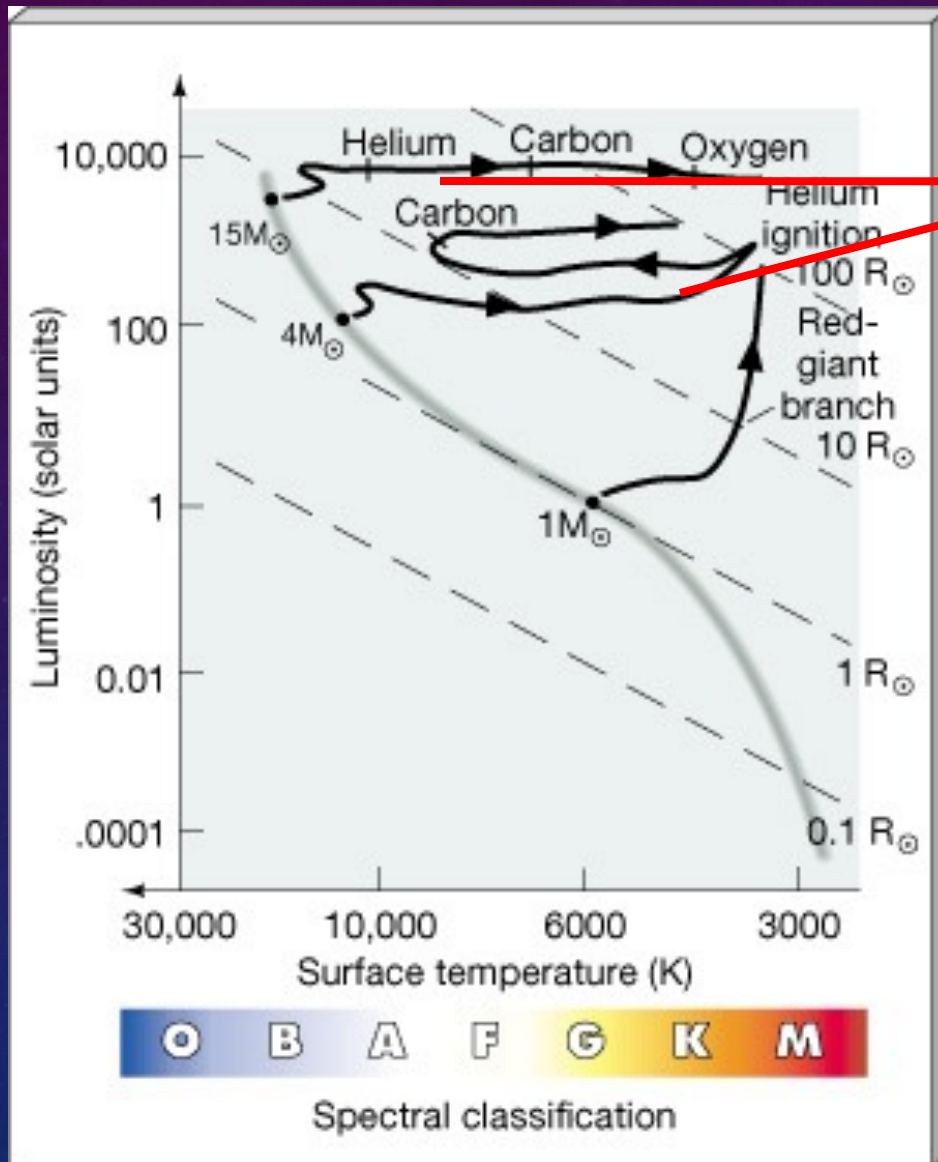
Evolução das estrelas massivas ($M > 8 M_{\text{sol}}$)

QUANTO MAIOR A MASSA DA ESTRELA,
MAIS RÁPIDO É SEU TEMPO DE EVOLUÇÃO E 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 NOS ESTÁGIOS PÓS-SP TAMBÉM

EVOLUÇÃO DE ESTRELAS DE DIFERENTES MASSAS



Ramo das gigantes vermelhas: estrelas mais massivas passam para o estágio de gigantes vermelhas com a luminosidade praticamente constante.

Não há *flash do He* para estrelas de massa $> 4.0 M_{\odot}$, fase de queima de He é sempre estável.

(Não há as fases de flash e depois queima estável [ramo horizontal] como nas estrelas de massa da ordem do Sol.)

Quando se forma um núcleo inerte, começa a haver:

- a) contração do núcleo
- b) aumento da temperatura central
- c) reações de fusão em camadas mais externas
- d) A partir de uma certa T central começam as reações de fusão do elemento mais pesado do núcleo.

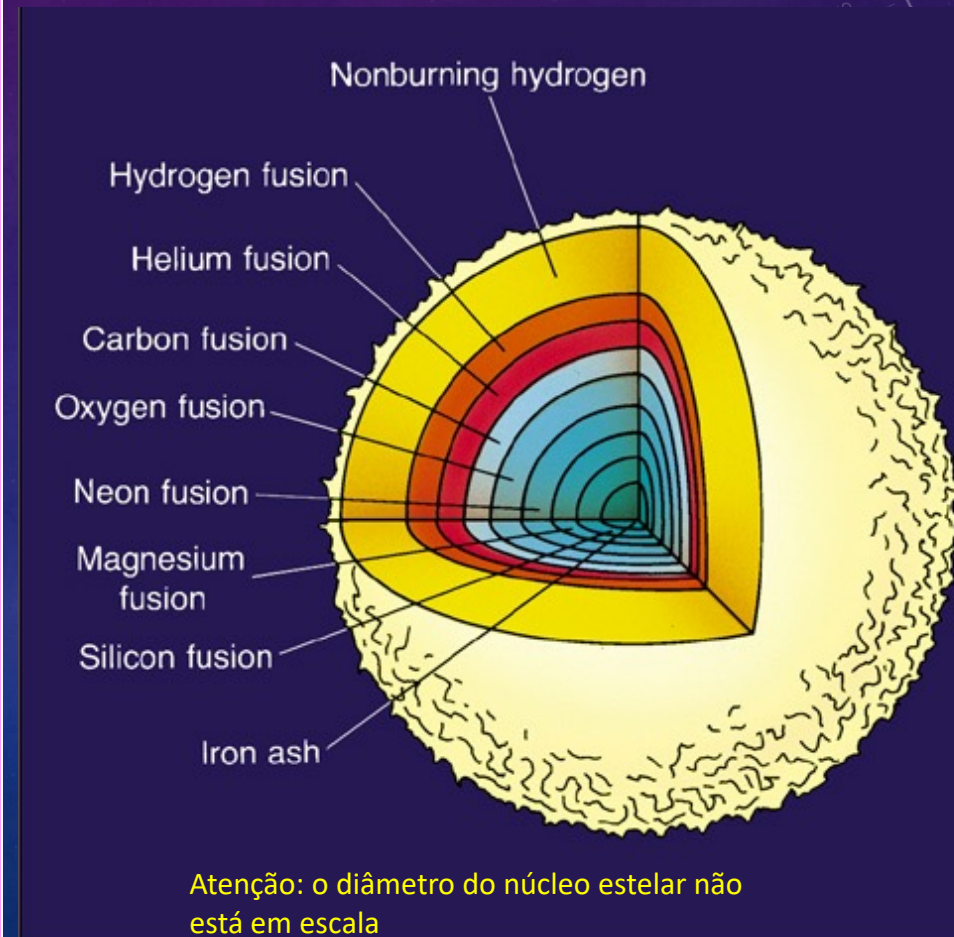
Um novo núcleo inerte composto por um elemento mais pesado se forma e segue o mesmo comportamento descrito anteriormente até se formar o núcleo de Fe que não se funde.

FUSÃO DE ELEMENTOS MAIS PESADOS:

MODELO DE “CASCA DE CEBOLA”

Quanto mais para o centro de uma estrela massiva, mais pesado é o elemento que está sendo fusionado e mais pesados são os elementos que estão sendo formados pelas fusões.

H
↓
He
↓
C
↓
O
↓
Ne
↓
Mg
↓
Si
↓
Fe

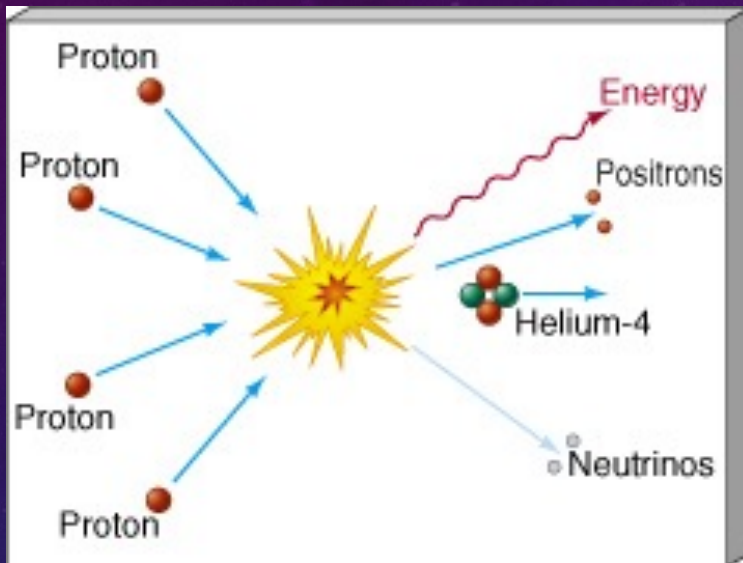


À medida que a T central aumenta, as reações nucleares acontecem cada vez mais rápido no núcleo

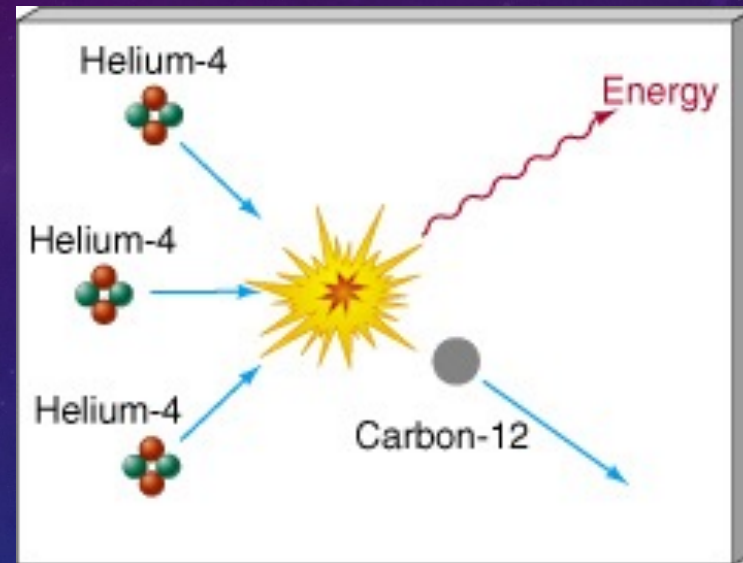
Ex: para uma estrela de $20 M_{\odot}$

H	10 milhões de anos
↓	
He	1 milhão de anos
↓	
C	1000 anos
↓	
O	1 ano
↓	
Si	1 semana
↓	
Fe	

RELEMBRANDO AS REAÇÕES



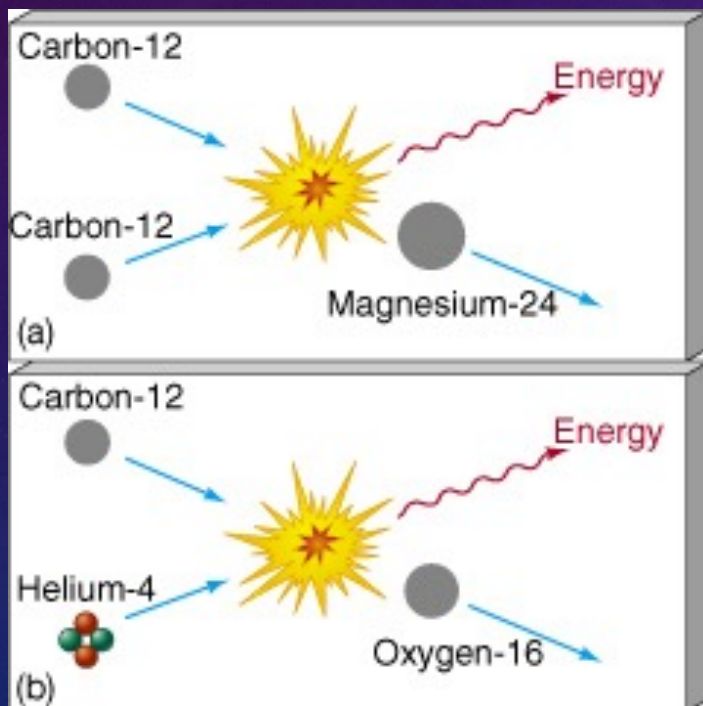
$H \rightarrow He$: **ciclo próton-próton**
Ocorre na SP



$He \rightarrow C$ – **reação triplo-alfa**
Ocorre na pós-SP

QUANTO MAIS PESADO FOR O NÚCLEO, MAIOR A TEMPERATURA NECESSÁRIA PARA A FUSÃO. POR QUE?

PORQUE A FORÇA DE REPULSÃO ENTRE DOIS NÚCLEOS DE UM DADO ELEMENTO É MAIOR QUANTO MAIS PESADO FOR O NÚCLEO



reação + provável

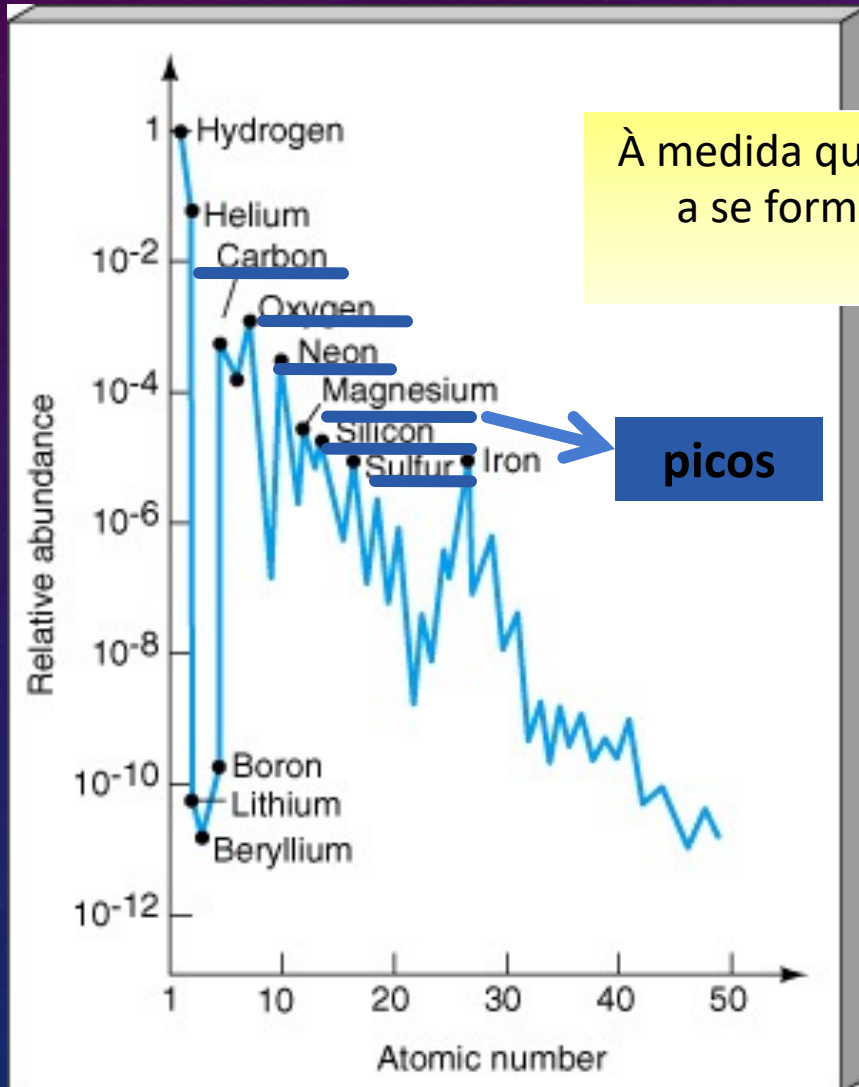
$C+C \rightarrow Mg$:
Ocorre pós-SP em estrelas massivas

Captura alfa: $C+He \rightarrow O$
A fusão de C e He
Ocorre pós-SP em estrelas massivas

Qual dessas reações necessita de uma T mais alta?

**fusão de C+C = 1000 milhões de K
 fusão de C+He = 600 milhões de K**

Da mesma forma: $^{16}\text{O} + ^4\text{He} \rightarrow ^{20}\text{Ne} + \text{energia}$
mais provável do que $^{16}\text{O} + ^{16}\text{O} \rightarrow ^{32}\text{S} + \text{energia}$



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



Elementos com massa atômica que seja um múltiplo de 4 são mais abundantes

^4He , ^{12}C , ^{16}O , ^{20}Ne , ^{24}Mg , ^{28}Si

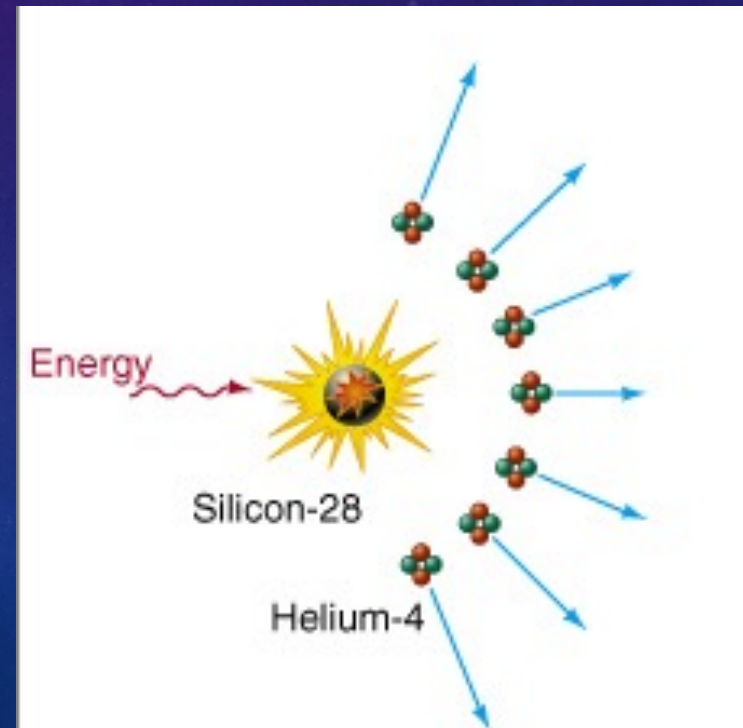
À MEDIDA QUE NÚCLEOS DE DIFERENTES ESPÉCIES SÃO FORMADOS, MAIS TIPOS DIFERENTES DE REAÇÕES ACONTECEM.

NÚCLEOS DE MASSA ATÔMICA INTERMEDIÁRIA SÃO FORMADOS POR ABSORÇÃO DE PRÓTONS (transformam-se em outro elemento químico) E DE NÊUTRONS LIVRES (isótopos de um mesmo elemento = número de massa diferente).

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

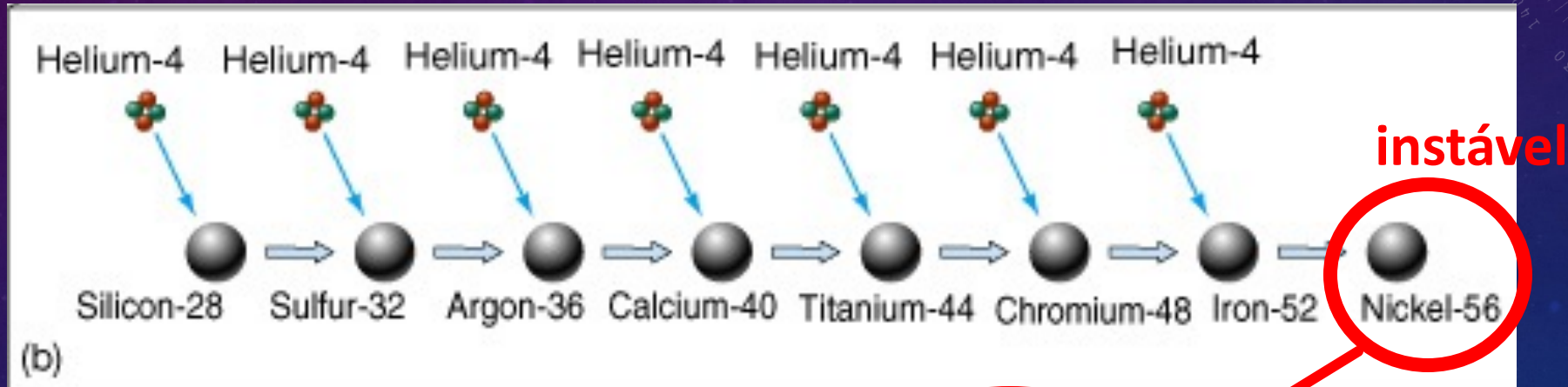
MAS A CAPTURA DE He É MAIS COMUM

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



ELEMENTOS PESADOS VÃO SENDO GERADOS POR CAPTURA DE He

PROCESSOS DE CAPTURA ALFA



Processos alfa também levam a formação de Fe no núcleo

^{56}Co

instável

^{56}Fe



decaimento β^-

elemento mais estável que existe

FINAL DE VIDA DE UMA ESTRELA MASSIVA SUPERNOVA TIPO II

Um processo em 7 etapas:

1) Toda a reação de fusão nuclear libera energia, mas quando o Fe é formado não pode mais ser fundido para formar outro elemento mais pesado e liberar energia.

2) O núcleo de Fe é inerte, não sofre fusão. A partir de um limite de massa do núcleo estelar chamado **Limite de Chandrasekhar**, equivalente a $1.44 M_{\text{sol}}$, a pressão do gás não sustenta mais o núcleo estelar e a estrela começa a IMPLODIR.

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



fotodesintegração

4) Fotodesintegração absorve energia (fótons), isso faz o núcleo diminuir a sua temperatura e conseqüentemente reduzir 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/cm³). Prótons e elétrons são pressionados, gerando a reação:

próton + elétron \rightarrow nêutron + neutrino

Processo chamado NEUTRONIZAÇÃO DO NÚCLEO

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

7) Durante o colapso o núcleo pode atingir densidades ~ 1000 milhões de toneladas/cm³
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

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



SN 1987A explodiu perto da nebulosa 30 Doradus

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



**UMA SUPERNOVA ATINGE UM BRILHO DE CERCA DE 10^9 - $10^{10} \times L_{\odot}$
POR ALGUMAS HORAS DEPOIS DA EXPLOSÃO**

Existem dois tipos básicos de supernova :

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

SUPERNOVAS TIPO II : ESTÁGIO FINAL DE EVOLUÇÃO DE UMA ESTRELA MASSIVA ($M > 8 M_{\odot}$)

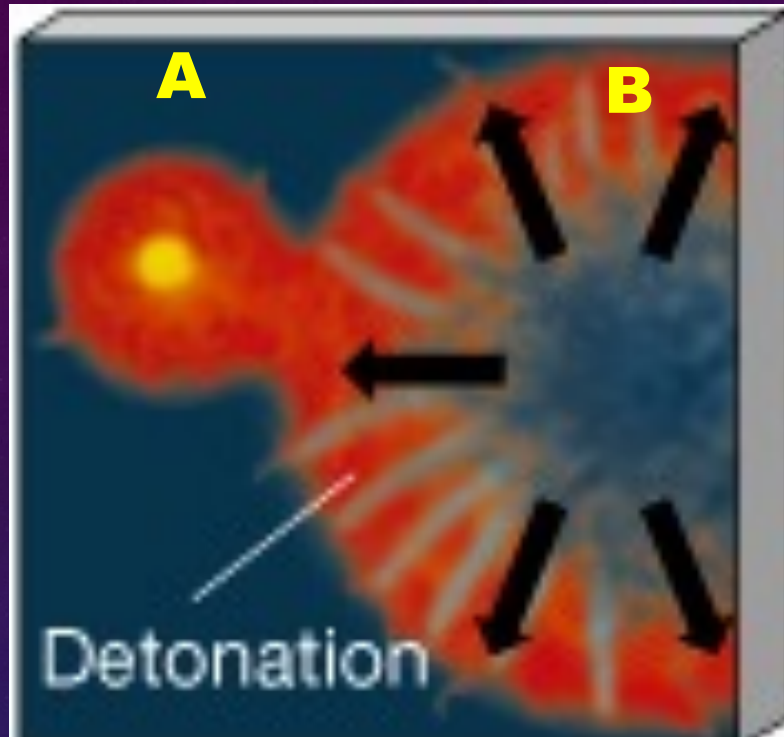
A estrela forma Fe no centro do núcleo. O Fe não pode ser fusionado, causando o colapso e a explosão do núcleo



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



**Sistema binário em
que as estrelas estão
muito próximas**

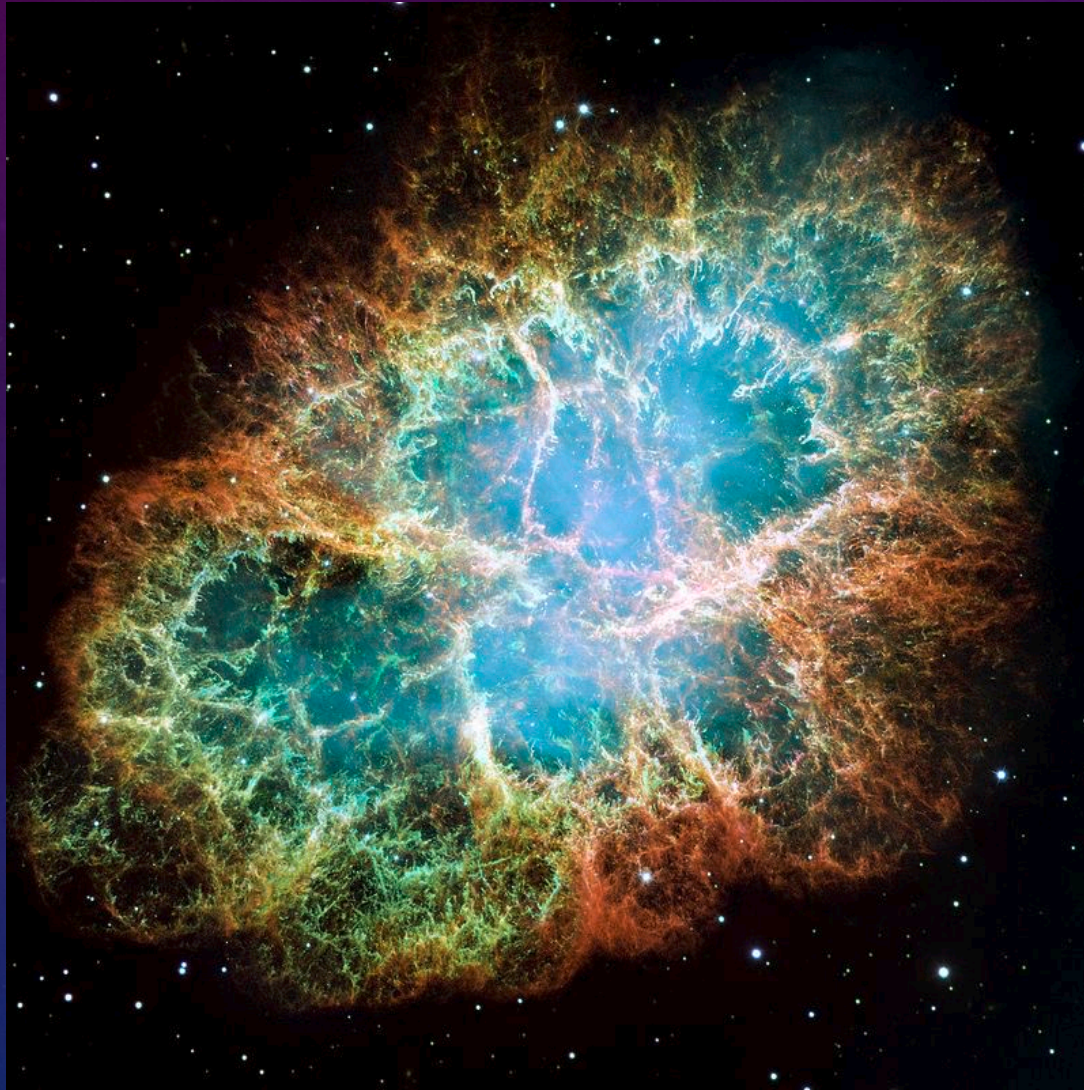


A massa na superfície da anã branca vai crescendo gradualmente. Ocorre um limite onde a anã branca não consegue suportar gravitacionalmente esta massa que está recebendo da estrela **A**: A anã branca colapsa, sua T aumenta e começa haver a fusão do **C** em todos os pontos da estrela. A anã branca explode.

O colapso gravitacional de uma anã branca é evitado pela pressão de elétrons. O limite de massa a partir do qual a pressão não pode mais suportar o colapso gravitacional é de $1,44 M_{\odot}$ (Limite de Chandrasekhar).

Se a anã branca $M > 1,44 M_{\odot} \Rightarrow$ supernova.

REMANESCENTES DE SUPERNOVA



NEBULOSA DO CARANGUEJO
(REMANESCENTE DE SNII)

- está a uma distância de 1800 pc da Terra
- Diâmetro angular $\sim 6 \times 4$ arcmin
- explosão foi relatada pelos chineses em 1054 (excedeu a luminosidade de Vênus)

Num evento SNII a estrela explode totalmente ou deixa um remanescente??

Deixa um remanescente sim! Ele 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

ESTRELA DE NÊUTRONS



Após a explosão de uma SNII, resta estrela de nêutrons que é muito massiva, muito densa, mas pequena em tamanho

o tamanho ~ 20 km (um asteroide ou uma cidade) e massa $>$ massa do Sol.

Densidade 10^{17} - 10^{18} kg/m³ (1 bilhão de vezes mais denso do que uma anã branca)

Aceleração gravitacional enorme!!!

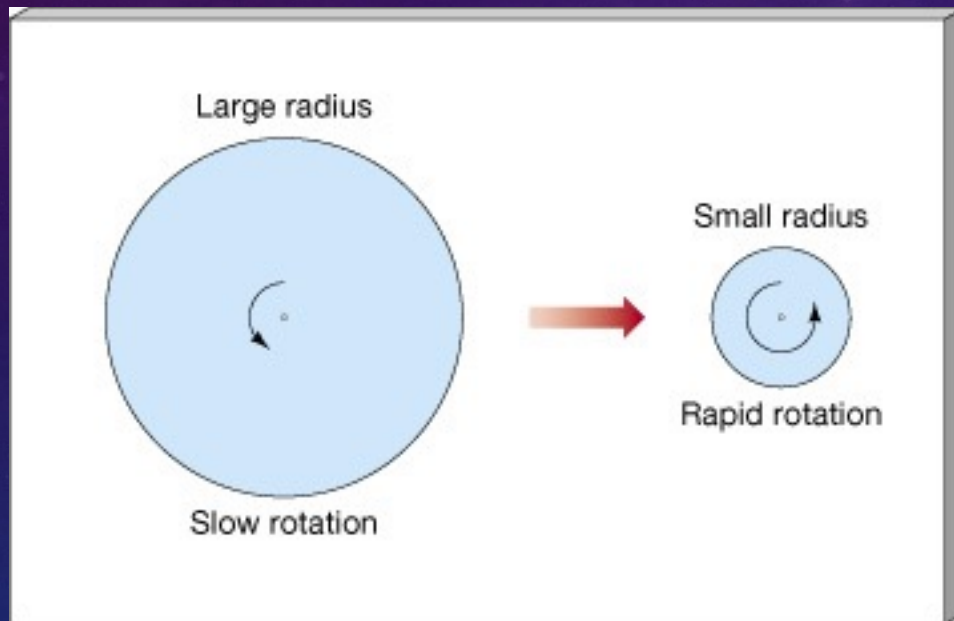
Uma pessoa que pesa 70 kgf na Terra, pesará numa estrela de nêutrons
 ~ 1 milhão de “toneladasf”

PROPRIEDADES DAS ESTRELAS DE NÊUTRONS

1) Uma estrela de nêutrons gira muito rápido



Motivo: conservação de momentum angular (L)
 $L \propto \text{massa} \times \text{velocidade de rotação} \times \text{raio}^2$



O núcleo de uma estrela tem uma velocidade inicial de rotação.

A medida que ele encolhe, a velocidade de rotação fica maior, já que a massa se conserva.

Períodos típicos : frações de segundos.

2) Uma estrela de nêutrons possui um intenso campo magnético



O campo magnético inicial é comprimido a medida que a estrela encolhe. As linhas de campo ficam muito próximas umas as outras, aumentando a densidade do campo magnético.



Campo magnético \sim 1 trilhão de vezes maior do que o da Terra

Conclusão:

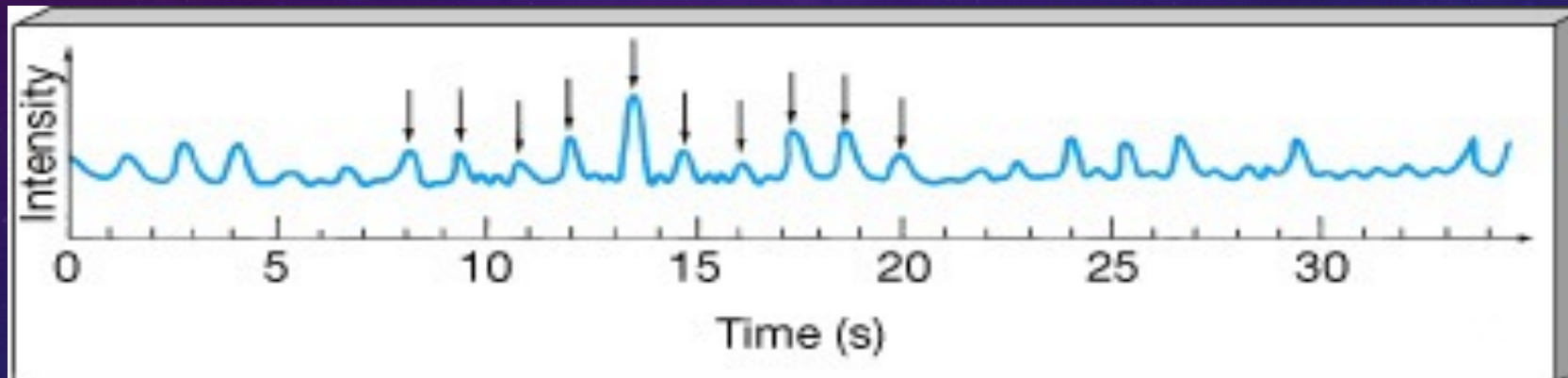
um remanescente central de SNII consiste de um núcleo formado por nêutrons, com rotação altíssima, extremamente denso e com campo magnético muito intenso.

Evolução:

após uns poucos milhões de anos, a medida que a estrela de nêutrons vai irradiando sua energia para o espaço (perda de energia), sua velocidade de rotação e campo magnético vão diminuindo.

PROVA DA EXISTÊNCIA DE ESTRELAS DE NÊUTRONS

Jocelyn Bell e Anthony Hewish (Universidade de Cambridge, 1967) descobriram com observações em rádio uma fonte que mandava pulsos a cada ~ 1.3 segundos. A fonte ficava na direção da constelação de Vela.



Chamaram tais objetos de PULSARES.

O pulso de alguns são tão estáveis que podem ser usados como relógios de altíssima precisão.

EXPLICAÇÃO DOS PULSOS

MODELO DE FAROL



O EIXO DO CAMPO MAGNÉTICO NÃO É ALINHADO COM O EIXO DE ROTAÇÃO!!!



Faz com que o jato do pulsar cruze a nossa linha de visada uma vez a cada período de rotação.

BURACOS NEGROS

O núcleo de uma estrela massiva pode ser comprimido de modo que atinja densidades maiores do que uma estrela de nêutrons???



Sim! Se o núcleo denso de nêutrons atingir um certo limite de massa, a pressão de degenerescência dos nêutrons para impedir o colapso gravitacional não é mais suficiente.

Isso teoricamente acontece com estrelas progenitoras $> 25 M_{\odot}$

BURACOS NEGROS

Nas anãs brancas com massas superiores a $1,44 M_{\odot}$ a pressão de elétrons não é suficiente para sustentar o colapso gravitacional,



Analogamente, nas estrelas de nêutrons cuja $m > 3 M_{\odot}$ a pressão de nêutrons não pode evitar o colapso.

No fim da vida de uma estrela de massa muito alta, o que resta após a explosão de supernova é o núcleo estelar em contração contínua. Com a diminuição do raio, a gravidade pode atingir tais níveis, que nem mesmo a luz consegue escapar desse objeto, o qual recebe a denominação de **buraco negro**.

Processo de formação:

À medida que o núcleo se contrai, a atração gravitacional na sua vizinhança é tão intensa que mesmo a luz não consegue escapar.



O núcleo extremamente denso resultante não emite radiação ou qualquer outro tipo de informação.



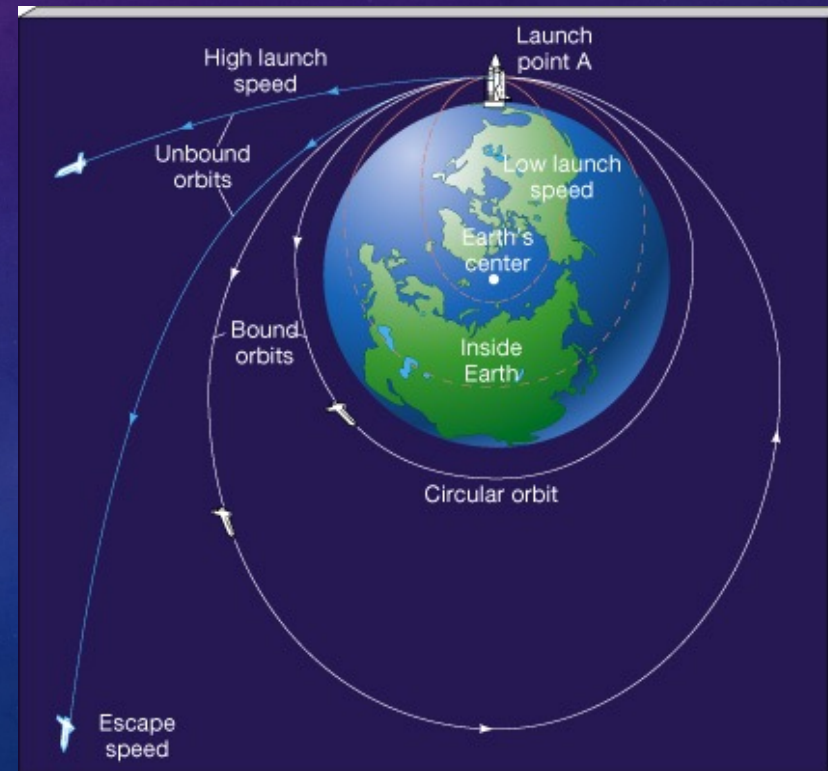
Remanescente central massivo colapsa nele mesmo e desaparece → BURACO NEGRO

Como um buraco negro funciona?

A velocidade de escape de um objeto do campo gravitacional da Terra:

$$V_{ESCAPE} = \sqrt{\frac{2GM}{R}}$$

A v_{escape} da Terra = 11 km/s



$$V_{ESCAPE} = \sqrt{\frac{2GM}{R}}$$

Se diminuirmos o raio da Terra por um fator 4 sem alterar a massa, a velocidade de escape dobrará (=22 km/s)

Se diminuirmos o raio da Terra por um fator 6000 (raio um pouquinho maior do que 1 km) a velocidade de escape será de 867 km/s.

- Se conseguíssemos encolher o Sol até 3 km de diâmetro, a velocidade de escape seria a da luz.
- Se conseguíssemos encolher a Terra até o tamanho de uma uva (0,9 cm) a velocidade de escape seria a da luz

De acordo com a Teoria da Relatividade Geral os fótons são afetados pela presença de um objeto massivo, então se a velocidade de escape é $\geq c$ este objeto não será mais observado uma vez que nenhuma informação pode escapar dele.



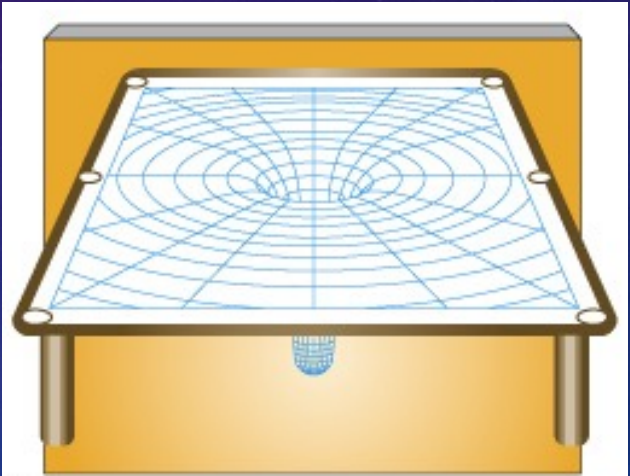
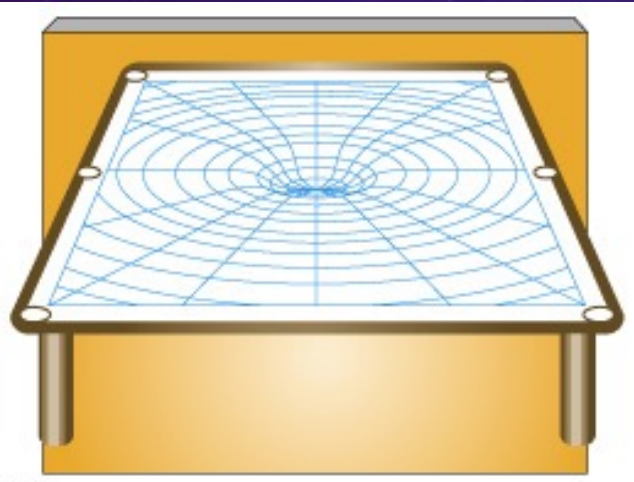
BLACK HOLE!!!

Existe um nome para o raio crítico para o qual uma dada massa m tem uma velocidade de escape = $c \rightarrow$ é o chamado Raio de Schwarzschild ou Horizonte dos Eventos

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

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

O que aconteceria com a Terra se o Sol colapsasse em um buraco negro? Ela desapareceria??
Não, a gravidade continuaria a mesma na distância da Terra.



O que sustenta uma estrela de nêutrons contra a força exercida pela gravidade é a pressão exercida pelos próprios nêutrons.



Existe um limite para a massa que pode ser sustentada pelos nêutrons: 2 a 3 M_{\odot} (depende de modelos)



Se a massa do núcleo de uma estrela massiva for $\geq 3 M_{\odot}$, o núcleo vai colapsar e contrair a um raio muitíssimo pequeno.

O que acontece com um objeto se ele passar muito próximo ao raio de Schwarzschild de um buraco negro?



Um objeto passando muito próximo ao r_s sofrerá forças de marés extremas, sendo muito comprimido e esticado até finalmente ser absorvido pelo BN.

O que acontece quando o buraco negro absorve alguma massa??

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

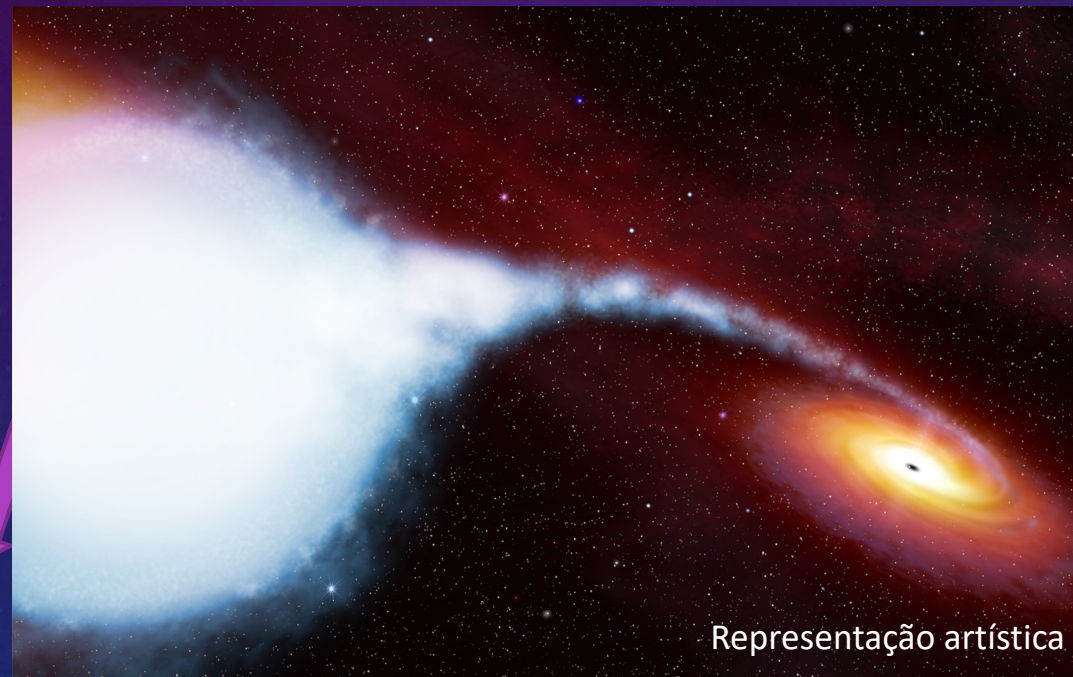
Se m aumenta, o horizonte de eventos aumenta.

O horizonte de eventos é alguma barreira física??

Não, é simplesmente um raio a partir do qual os fótons não podem escapar...

Existe alguma evidência de que buracos negros existem?

Sim, os melhores candidatos podem ser observados num sistema binário de estrelas que emitem em raios-X. Exemplo: Cygnus X-1

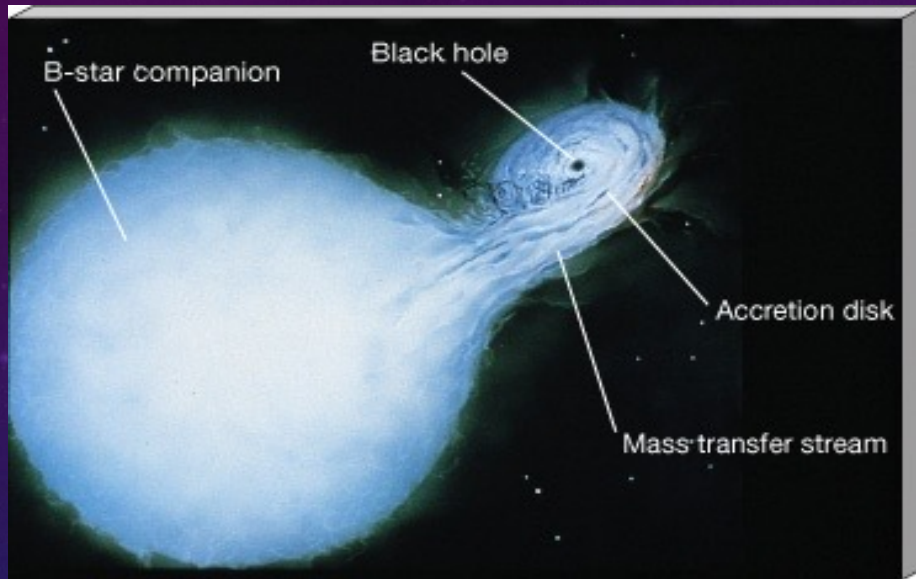


Representação artística

Estrela mais brilhante é membro de um sistema binário cuja companheira é um outro objeto chamado Cygnus X-1.

Cygnus X-1 só é observada em raios-X.

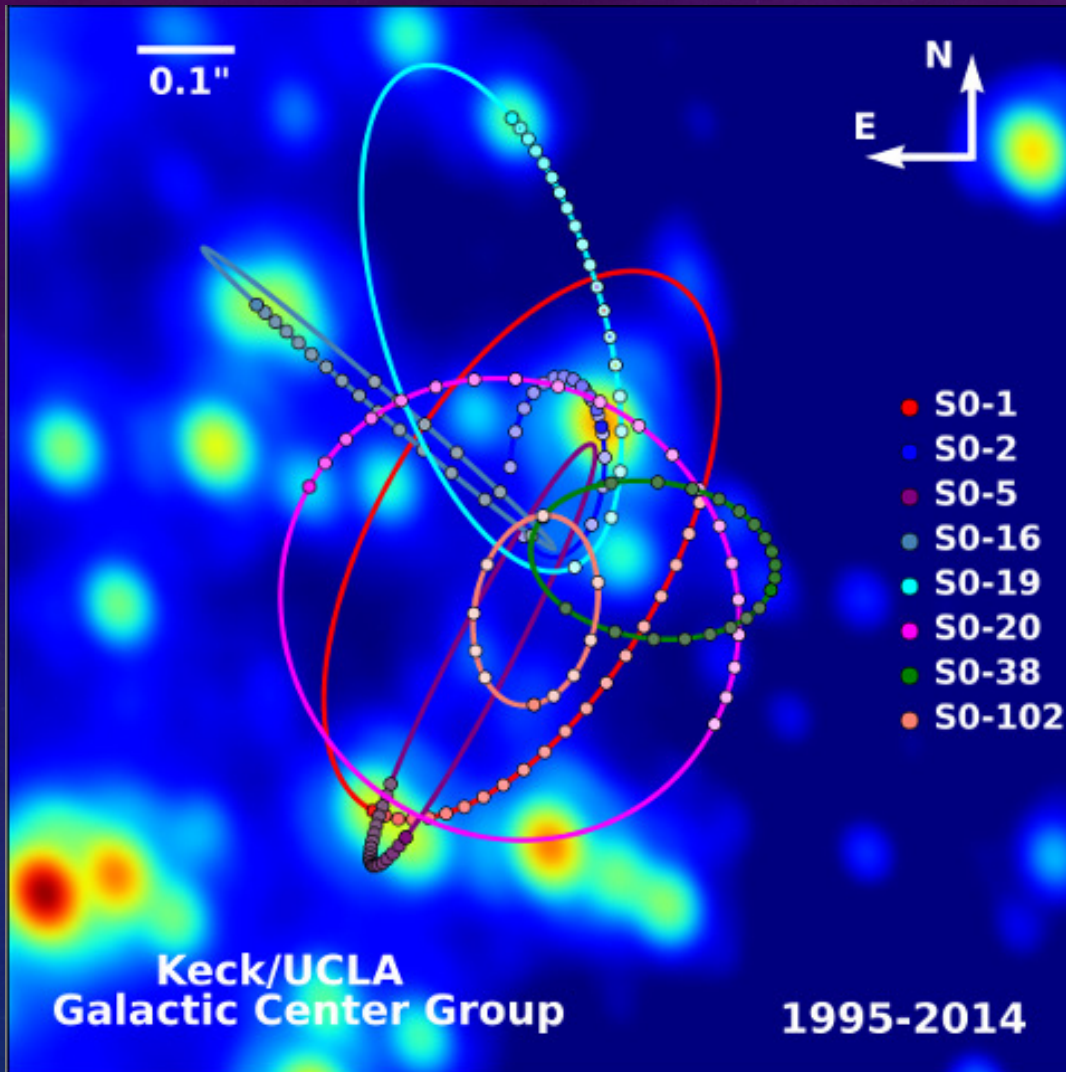
A estrela mais brilhante de mais alta massa deve estar transferindo massa para a companheira em Cygnus-X1.



A radiação emitida pela matéria que está sendo transferida para um objeto central Cygnus=X1 indica que este objeto é um bom candidato a BN.

Se o objeto central fosse uma anã branca, a temperatura do gás quando a matéria batesse na superfície da anã branca seria tal que a radiação estaria principalmente em UV.

Além dos BN resultantes da evolução estelar, existem também os buracos negros supermassivos em centros de galáxias.



A figura mostra trajetórias de estrelas se movendo em torno da radiofonte Sagitário A, no centro da Via Láctea. A partir das massas e órbitas das estrelas, usando a Terceira Lei de Kepler é possível estimar a massa do objeto central: 3.3 milhões de massas solares. É um **buraco negro supermassivo**.

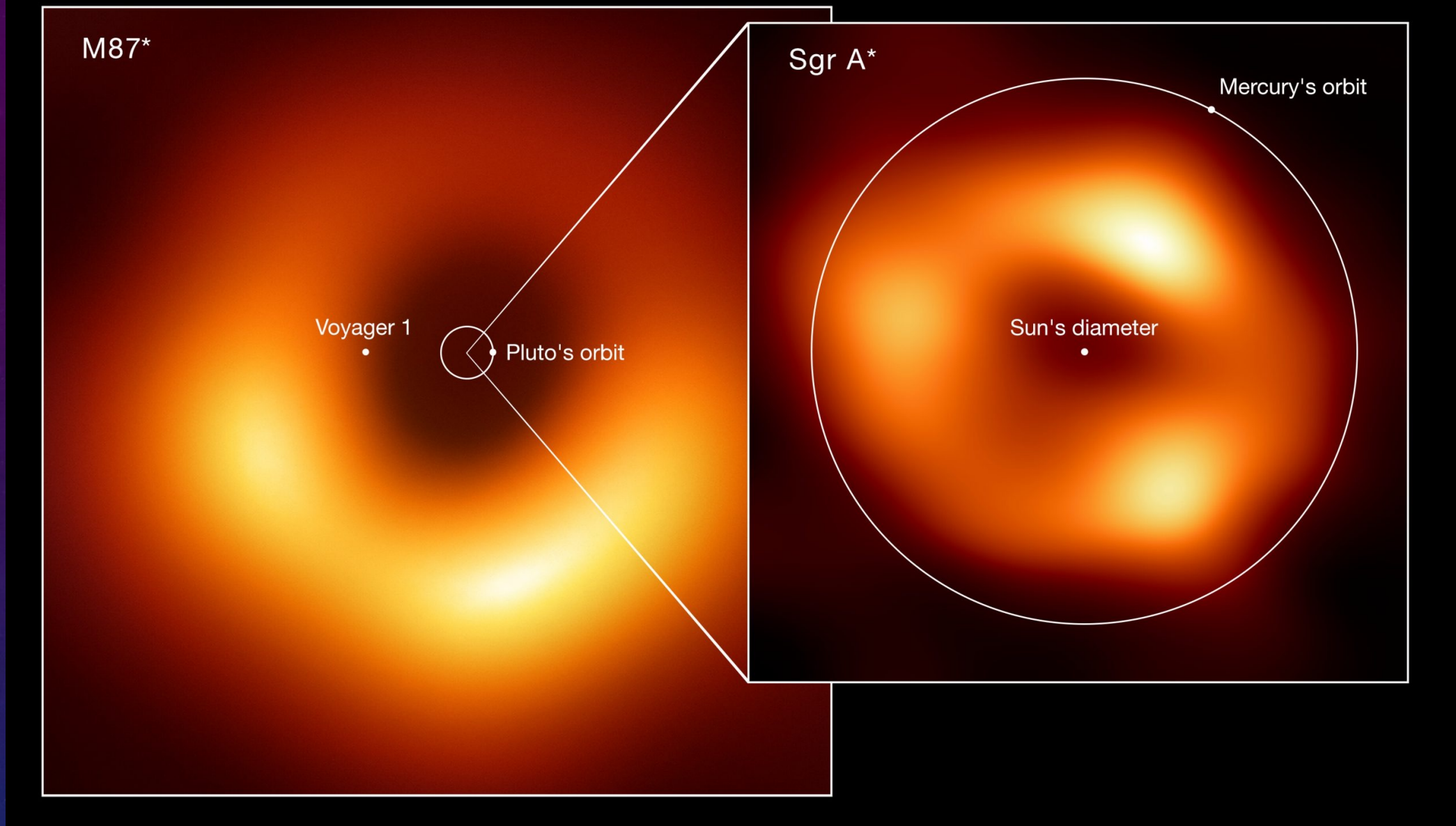


Imagem dos buracos negros supermassivos existentes nos núcleos da galáxia M87 e da Via Láctea, comparados com escalas do Sistema Solar. As imagens foram produzidas na faixa das ondas de rádio por uma rede de radiotelescópios. Elas necessitaram muitos dias de tempo de integração e alguns anos de processamento de dados.

QUER SABER MAIS SOBRE ASTRONOMIA?

- [Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da USP](#)



- [Departamento de Astronomia](#)



- [Atividades de Extensão: cursos, projetos, visitas, dúvidas, livros ...](#)



- [Um livro: O Céu que nos Envolve](#)

