

Evolução Estelar

.

Evolução de estrelas de baixa e alta massa

Estágios finais da evolução estelar:

Nebulosas Planetárias

Anãs Brancas

Supernovas Tipo II

Estrelas de Nêutrons

Pulsares

Buracos Negros

A evolução de estrelas de baixa massa

$$0,4 M_{\text{sol}} < M_{\text{baixa}} < 8 M_{\text{sol}}$$

Na SP a estrela está queimando $H \rightarrow He$ e está em Eq. Hidrostático ($F_g = F_p$)

Quando **não houver mais H** no núcleo para queimar, $F_g > F_p$, a **estrela sai da SP** e passa por fases de mudanças dramáticas até atingir a fase de Gigante Vermelha (GV). Estas mudanças dramáticas, associadas ao equilíbrio e desequilíbrio hidrostático, alteram valores de temperatura, pressão e densidade de modo diferente na região central da estrela e no envelope que circunda o núcleo.

Enquanto que na região central a gravidade aumenta e domina pois não está havendo “queima” de combustível, causando aumento de temperatura, o envelope que circunda o núcleo aquece e atinge temperatura suficiente para iniciar a **queima de H no envelope**.

A produção de energia pela queima de H no envelope não pode ser transportada eficientemente para a superfície, ficando então retida, causando expansão e resfriamento do envelope. A estrela então **aumenta a L, diminui a T_{sup}** , e **se desloca** para cima e a direita **no D-HR**, em direção ao Ramo das Gigantes Vermelhas.

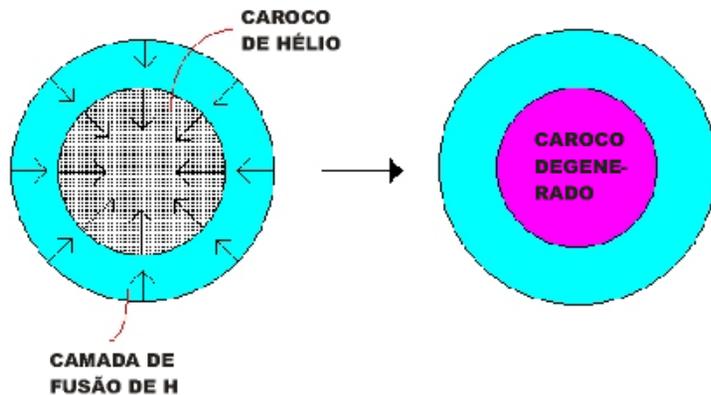
Como **não está havendo queima do He no centro**, o núcleo encolhe rapidamente e os elétrons livres resultantes da alta temperatura no caroço, formam um gás que **não atende mais aos princípios da física clássica** de um gás comum, onde a **pressão do gás produz o aumento da temperatura e consequente expansão em resposta ao calor gerado**. O gás passa a ser **degenerado, de elétrons**, e a pressão de degenerescência deste gás que agora vai suportar o núcleo da estrela contra as contrações.

O núcleo permanece inerte, continua a se contrair até atingir T suficiente para **fusão de He $\rightarrow C$**

A questão da degenerescência

DEGENERESCÊNCIA NO CAROCO CENTRAL

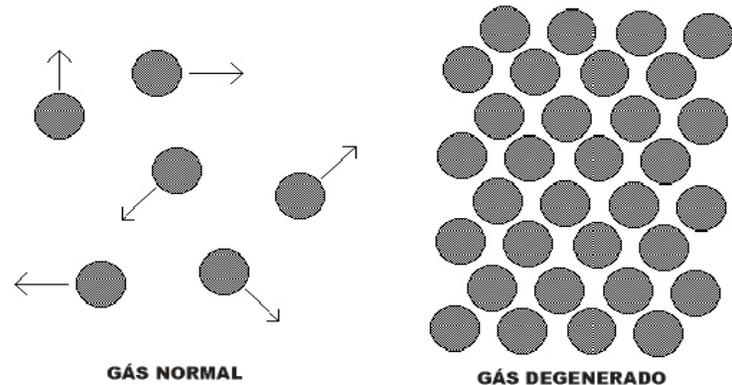
A fusão de núcleos de H em núcleos de He na camada levam ao acúmulo de He no caroco central. O aumento da massa do caroco leva ao aumento da pressão em seu interior. O caroco então se contrai.



Com a contração do caroco central rico em He, a sua densidade aumenta fazendo com que, eventualmente os elétrons nele presentes formem um gás degenerado. A temperatura aumenta sem aumentar a pressão.

DEGENERESCÊNCIA

A densidades extremas, um gás se torna degenerado. Mesmo a baixíssimas temperaturas e pressão é muito alta.



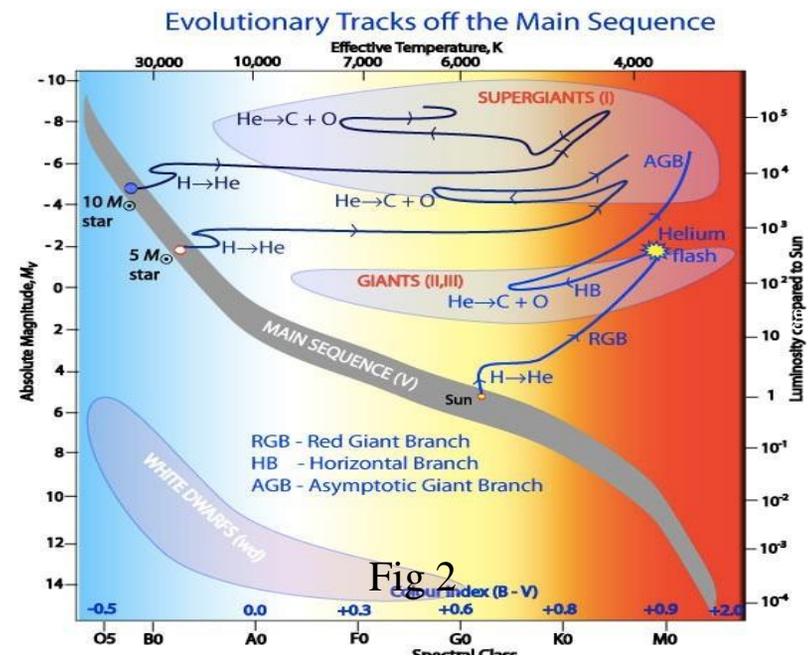
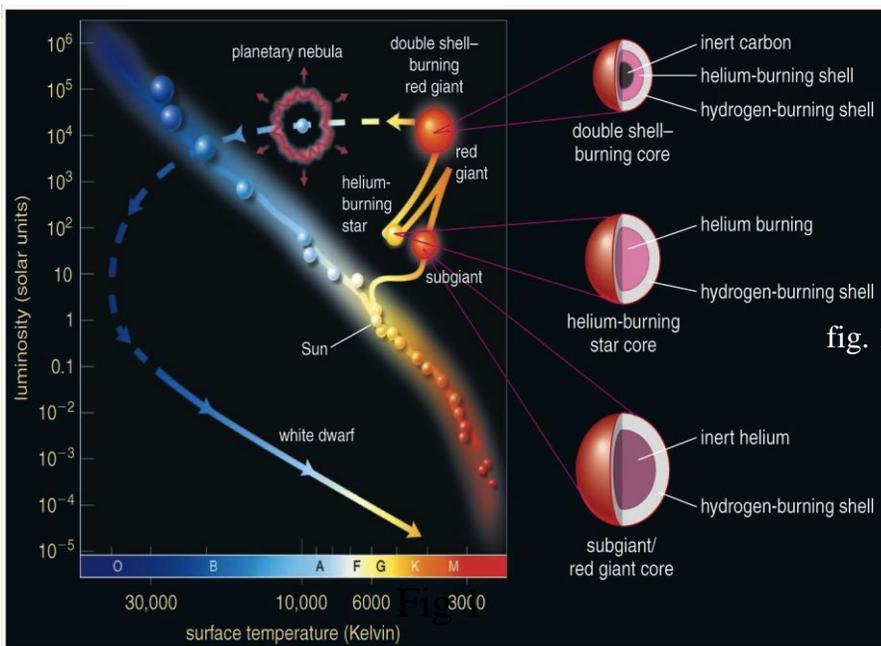
Em um gás degenerado, a temperatura e a pressão não estão correlacionadas. Um aumento de temperatura não corresponde a um aumento de pressão, como em um gás ideal.

Solid	Liquid	Gas	Plasma
e.g. ice, H ₂ O	e.g. water, H ₂ O	e.g. steam, H ₂ O	e.g. ionised gas, H ⁺ and e ⁻
cold T < 0°C	warm 0 < T < 100°C	hot T > 100°C	hotter T > 100,000°C [> 10 eV]
molecules fixed in lattice	molecules free to move	molecules free to move with large spacing	ions and electrons move independently with large spacing

Como **não está havendo queima do He no centro**, a estrela se contrai rapidamente e o **aumento da temperatura não provoca mais expansão e resfriamento**, já que o gás aí está degenerado.

A consequência desta **contração** que leva ao **aumento de T** é uma reação onde de forma violenta e rápida ocorre o “**flash do He**”, que destrói a degenerescência do caroço, criando novos estados de energia para os elétrons ocuparem, e **interrompe a queima de H nas camadas mais externas**, o que provoca expansão e resfriamento no envelope. Ao expandir, a área superficial aumenta → T diminui → L aumenta → estrela fica mais vermelha → se move para o RGV no D-HR

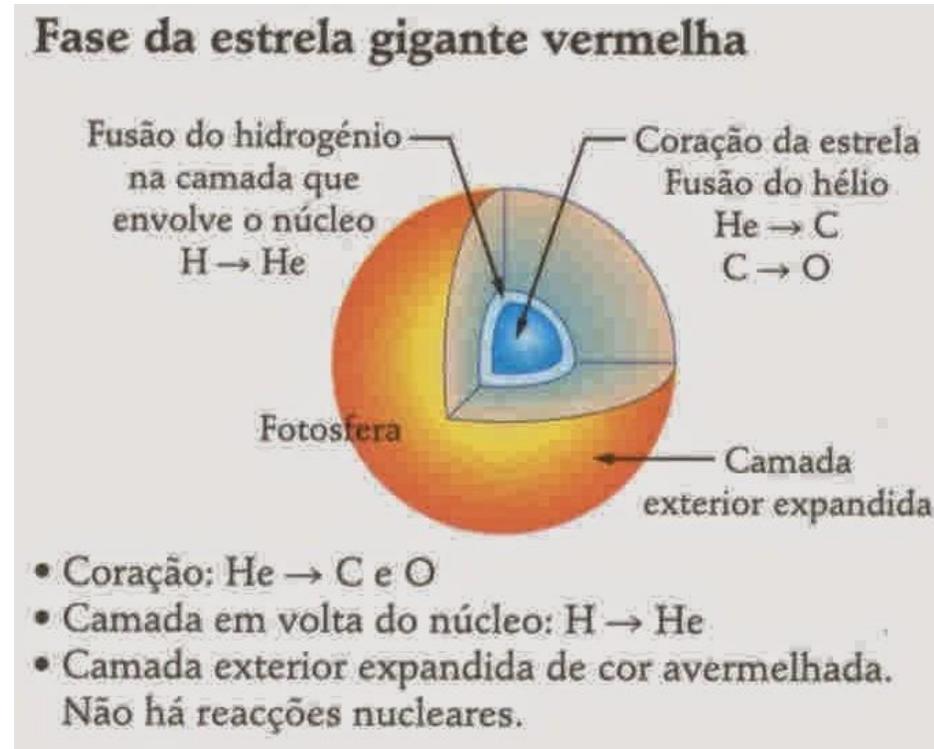
Inicia-se assim o processo de gerar energia via fusão no caroço, atingindo a estabilidade (**$F_g = F_p$**) até a **T** atingir valores para realizar fusão de novos elementos.



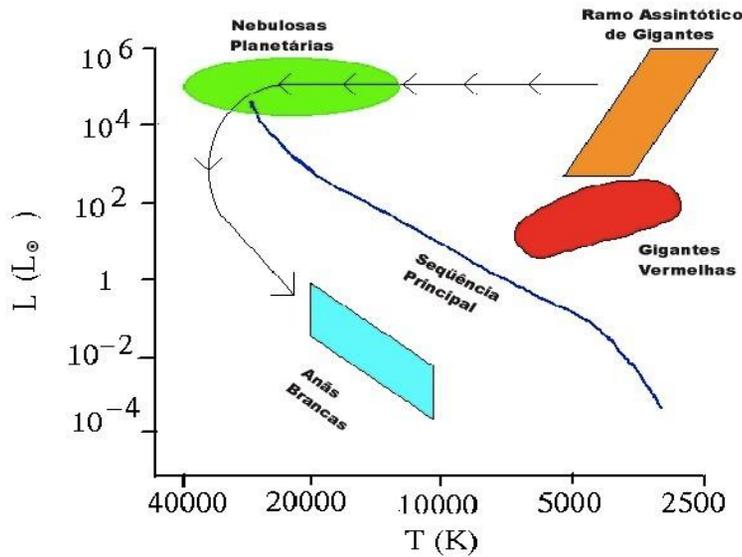
O carbono formado no núcleo está inerte pois não tem T suficiente para iniciar nova ignição. Ocorre então um encolhimento do núcleo, a estrela contrai e aumenta muito a T central aquecendo o **envelope que envolve o núcleo** até que este consiga realizar aí a fusão do $H \rightarrow He$.

Nesta fase a estrela tem 3 camadas principais:

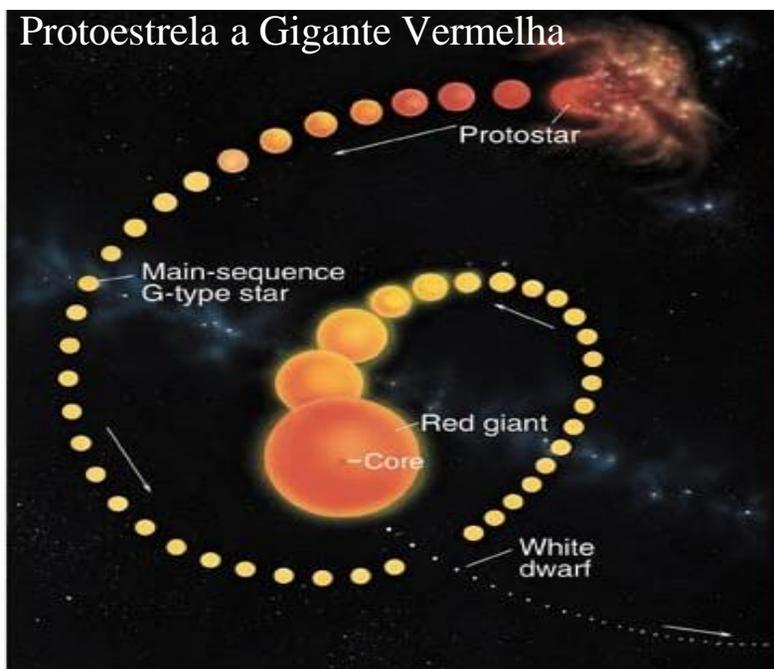
- (1) Núcleo de hélio (camada interna): Libera energia à medida que diminui de raio.
- (2) Casca de fusão: Libera energia à medida que funde hidrogênio em hélio.
- (3) Envelope de hidrogênio (camada externa): Absorve energia e **aumenta muito de tamanho**. Estas estrelas inchadas, que já não estão na SP, são agora gigantes (se $M < 8 M_{\text{sun}}$) ou supergigantes (se $M > 8 M_{\text{sun}}$).



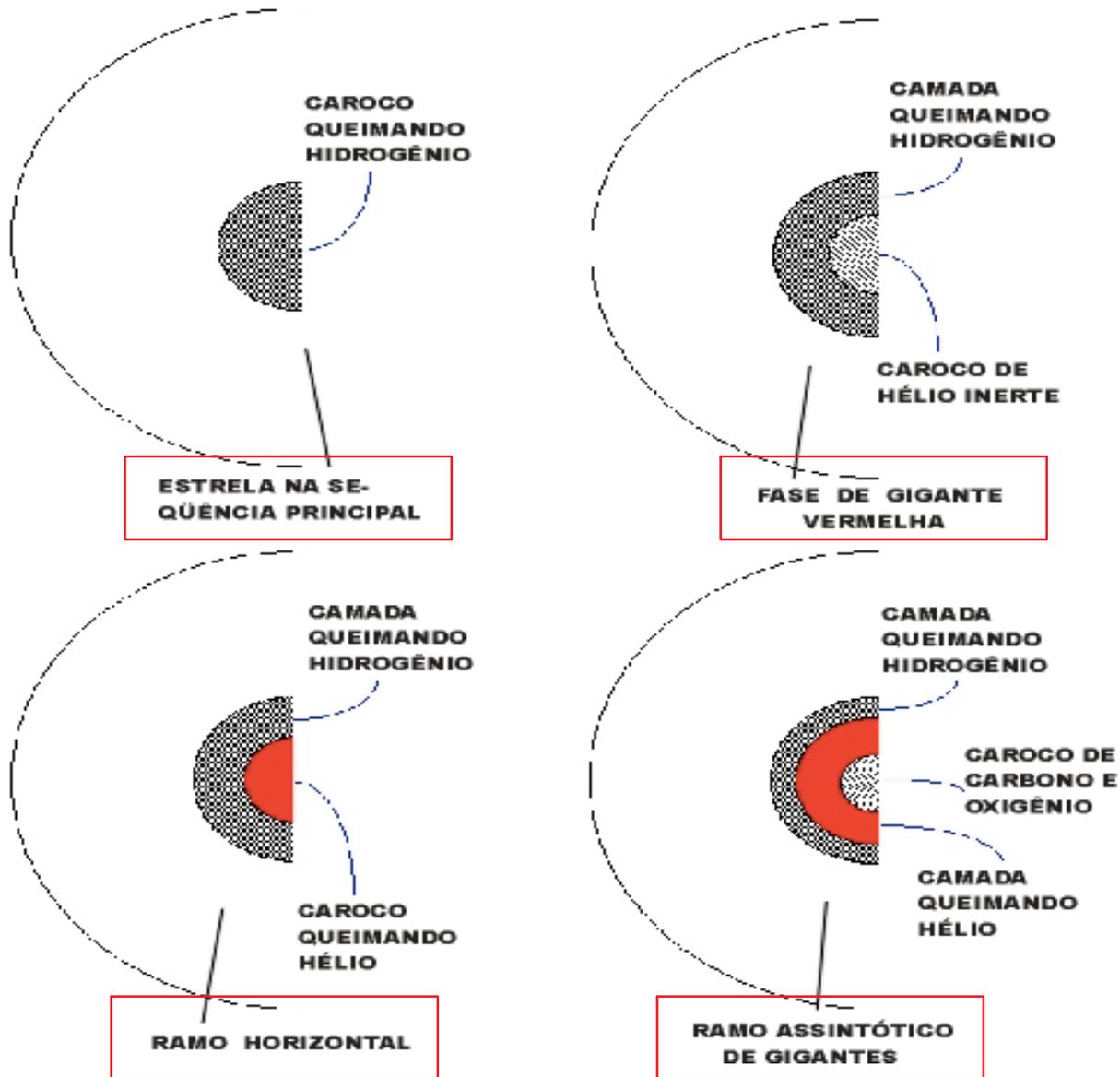
O caso do Sol



Traçado evolutivo no D-HR



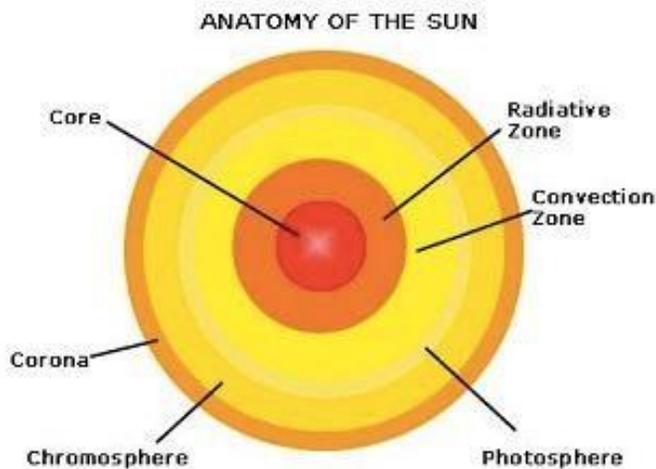
Comparação Estrutura Interna de Estrelas da Baixa Massa



Transporte de energia também varia com a massa e depende de quão rápido a **T muda com a profundidade dentro da estrela.**

Para estrelas que se posicionam na porção inferior da SP, incluindo o Sol, o transporte dominante de energia é o radiativo (via fótons – hv/c) nas camadas inferiores e convectivo (gradiente T) nas camadas superiores.

Para as estrelas da porção superior o dominante no interior é o convectivo, enquanto que nas camadas externas da estrela o mecanismo dominante é o transporte radiativo.



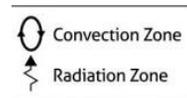
> 1.5 solar masses



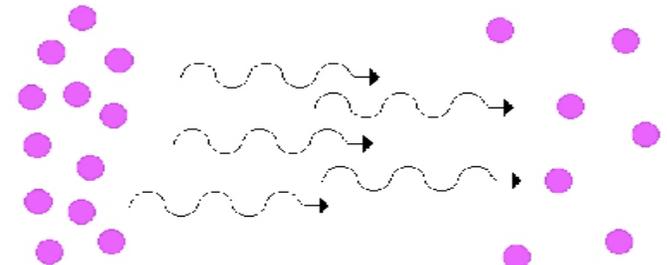
0.5 - 1.5 solar masses



< 0.5 solar masses



TRANSPORTE RADIATIVO



Fótons (=radiação eletromagnética = luz) transportam energia do centro para fora da estrela. Em média só percorrem alguns cm antes de serem espalhados por prótons ou elétrons. Levam uns 100000 anos para saírem da estrela.

$$T_{\odot} \text{ (interior)} = 10^7 \text{ K}$$

$$T_{\odot} \text{ (superfície)} = 5700\text{K}$$

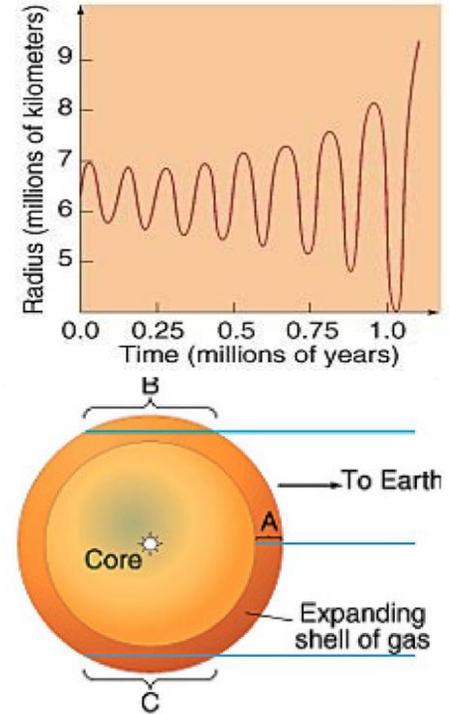
Nebulosas Planetárias

...o destino natural da evolução de uma Gigante Vermelha (GV)

Na fase em que as reações no núcleo cessam, a queima nas camadas mais externas fica instável, e a estrela pulsa, **ejetando o envelope mais externo**.

O resultado é o surgimento de uma nebulosa planetária, nome dado pelos descobridores e associado ao aspecto que este objeto tem semelhante a planetas gigantes, e que se compõem de um **envelope de plasma e gás ionizado** - uma nebulosa de emissão, e por **uma estrela**. A evolução desta estrela que se encontra no centro da nebulosa dará origem a uma **anã branca**.

As nebulosas possuem importante papel na evolução das estrelas e das galáxias. Com a expansão lenta e contínua do envelope da nebulosa ocorrerá o **desligamento** deste com a estrela. Este **envelope será espalhado e misturado no MIS** propiciando o **enriquecimento químico de todo material processado durante a evolução das estrelas**.

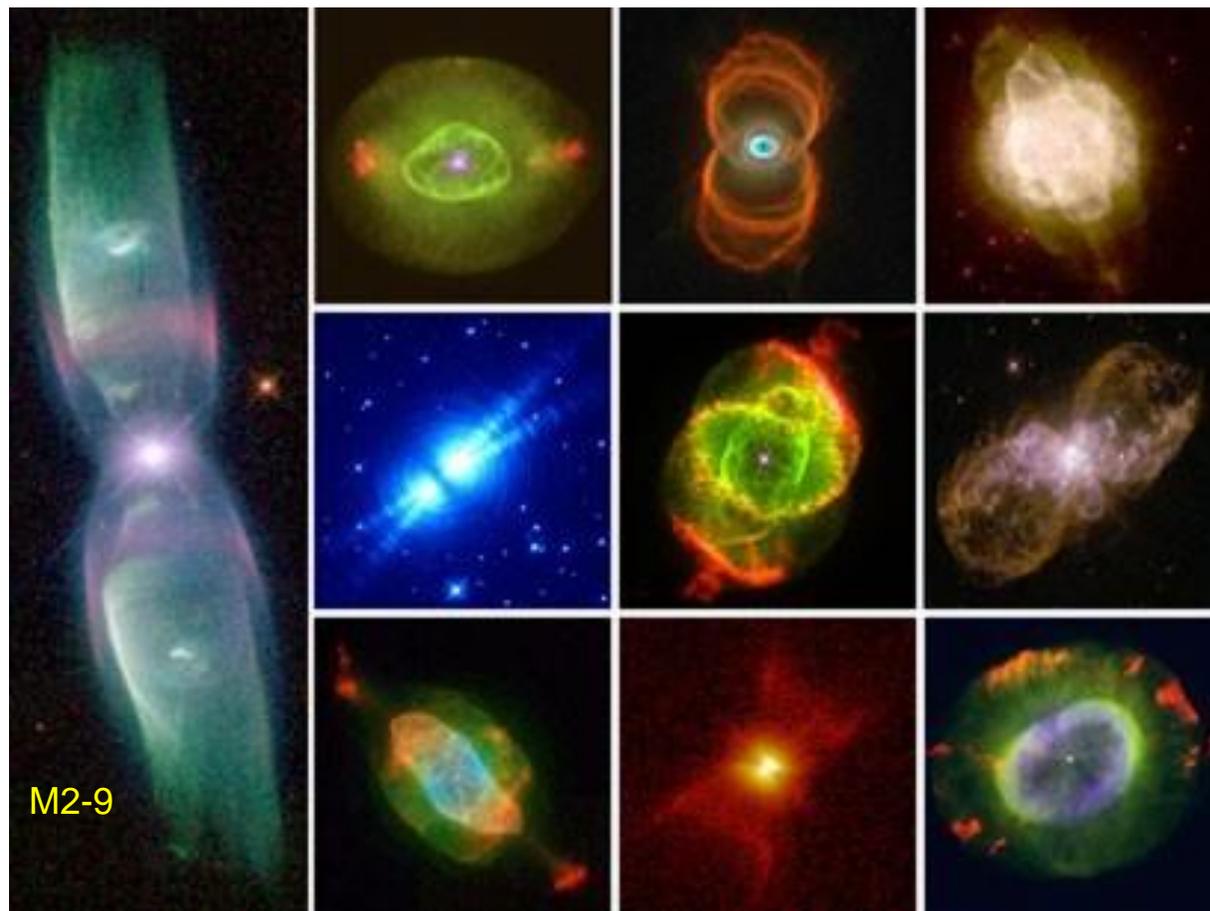
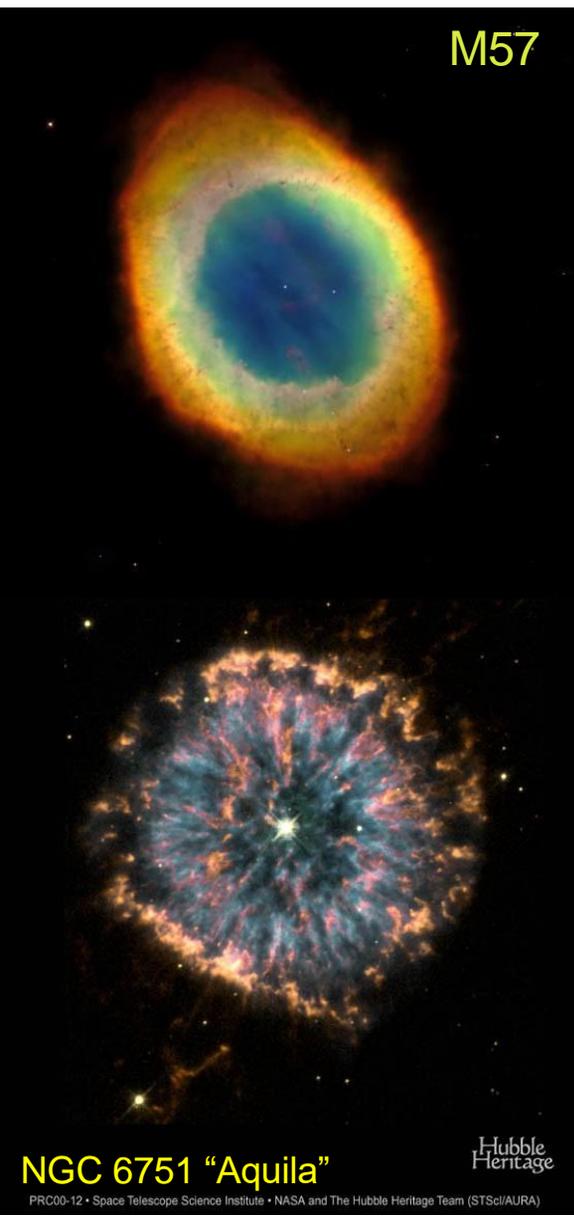


Nebulosas Planetárias

...envelope de plasma e gás ionizado + estrela central

M57

~ 2000 conhecidas



M2-9

imagens de B. Balick (HST)

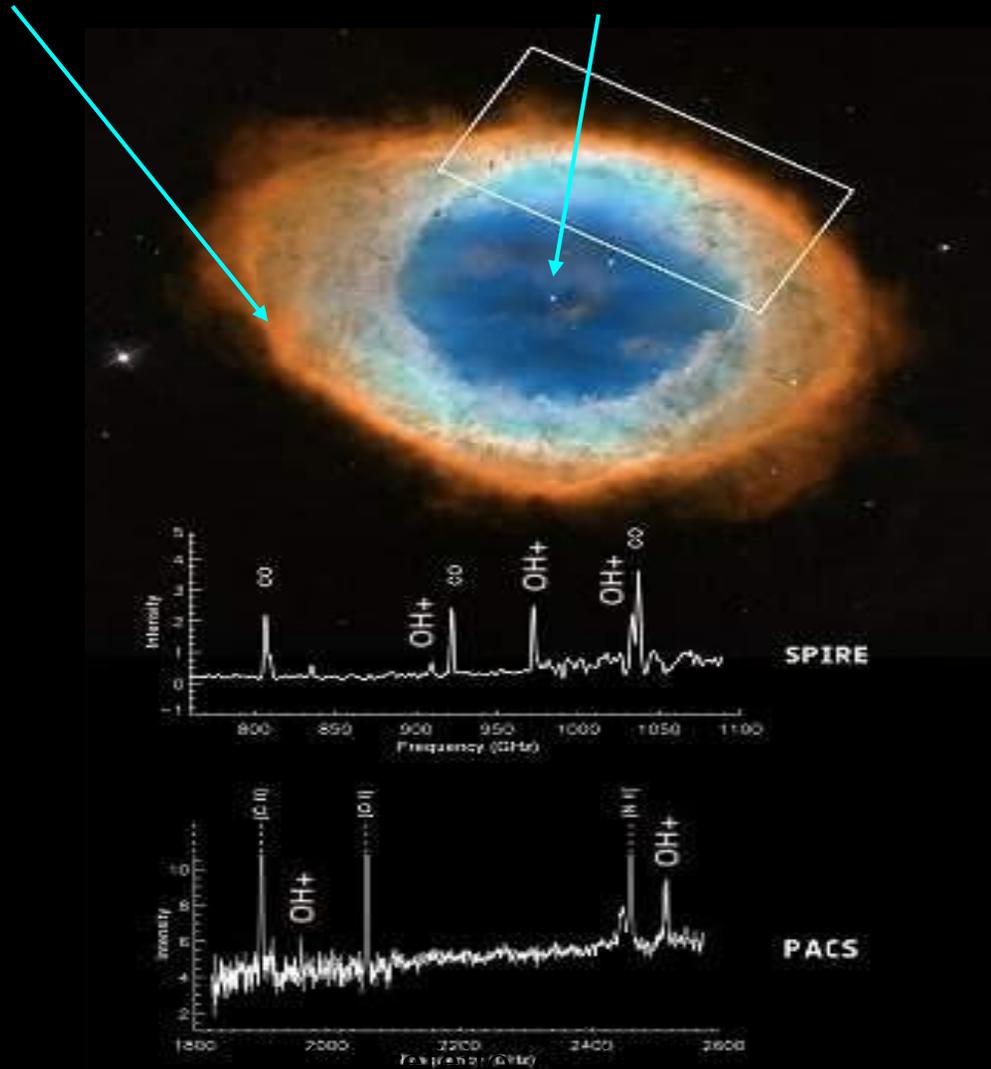
NGC 6751 "Aquila"

Hubble
Heritage

PRC00-12 • Space Telescope Science Institute • NASA and The Hubble Heritage Team (STScI/AURA)

O Envelope:

Gás rarefeito excitado pela estrela central → produz linhas de emissão



Estrela Central de Nebulosas Planetárias (NP)

...resultado da evolução de GV ou SG

O núcleo de uma GV ou SG não tem **T** ($T < 6 \times 10^6$ K) alta suficiente para continuar as Reações Termonucleares do **C em elementos mais pesados**

→ **P** térmica é baixa → **núcleo continua a colapsar** → Qdo **D** $\approx 10^{10} \text{ Kg.m}^{-3}$ o gás não pode mais ser comprimido e está **degenerado** → **Contração** no caroço **pára** → **Tc estabiliza** → energia é produzida somente nos envelopes externos (H → He)

Um **gás degenerado** não obedece mais ao “mecanismo de válvula” estabelecido pelas leis clássicas de um gás ideal ($PV=nkT$) onde um aumento de **T** provoca uma auto-regulação pela **P** (pressão) e age como um sólido.

→ a **P** de degenerescência de elétrons se estabelece!

→ A estrela central das NP se torna uma Anã Branca → Não ocorrem mais Reações Termonucleares e a estrela apaga e vai resfriando se transformando em Anã Negra

Anã Branca

Resto de estrelas com menos de 8 massas solares.

Composto principalmente de carbono (e um pouco de oxigênio) eventualmente recoberto com uma fina camada de **H e/ou He**.

Cerca de 3.000 conhecidas.

Propriedades

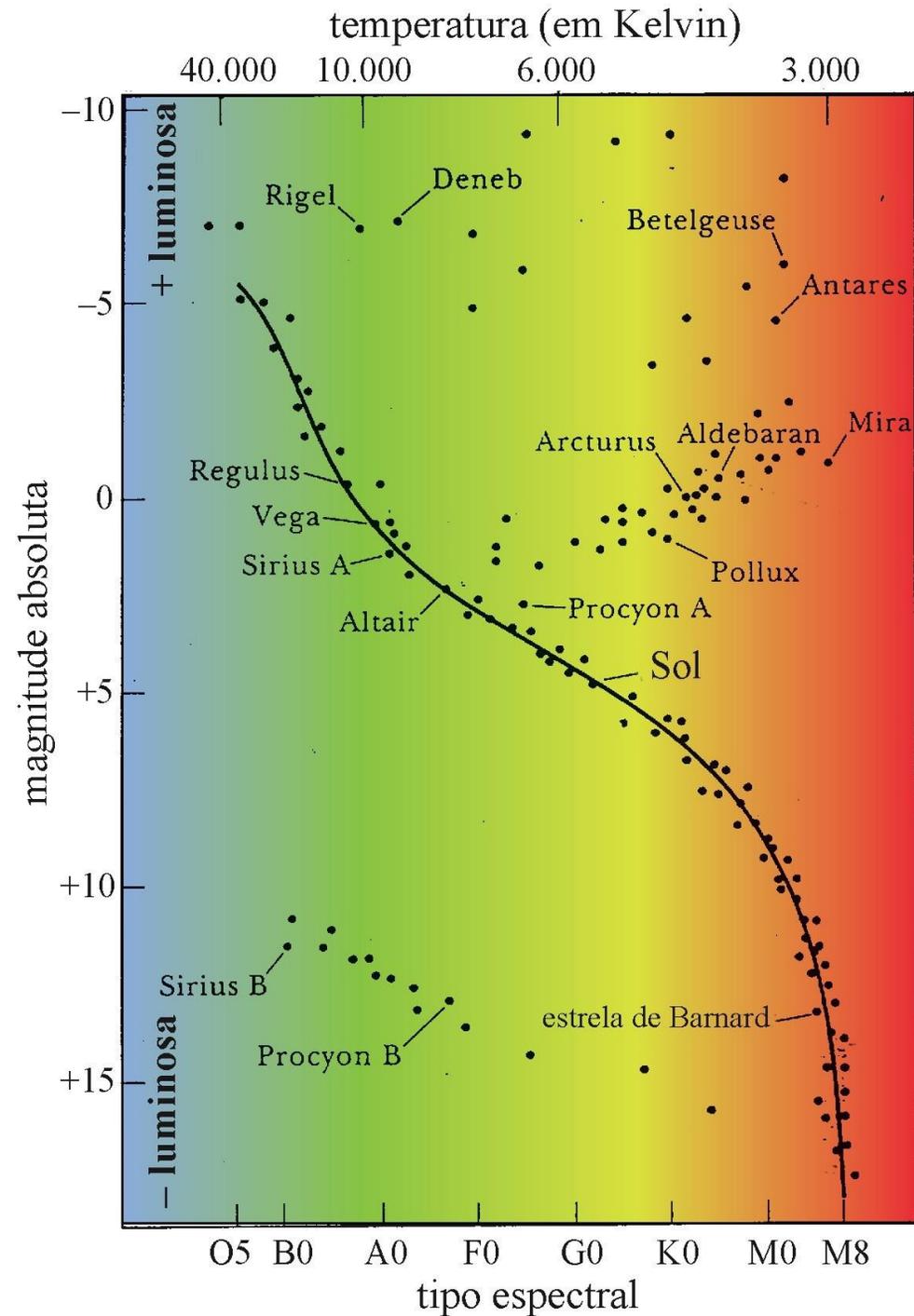
$D \sim 3 \text{ toneladas/cm}^3$

$R \sim R_{\text{Terra}}$

$T \sim 10.000 \text{ K}$

Massa $\sim 0,5 - 1,4 M_{\text{Sol}}$

$L \sim 0.01 L_{\text{Sol}}$



Anã Branca

...evolução



Sirius B

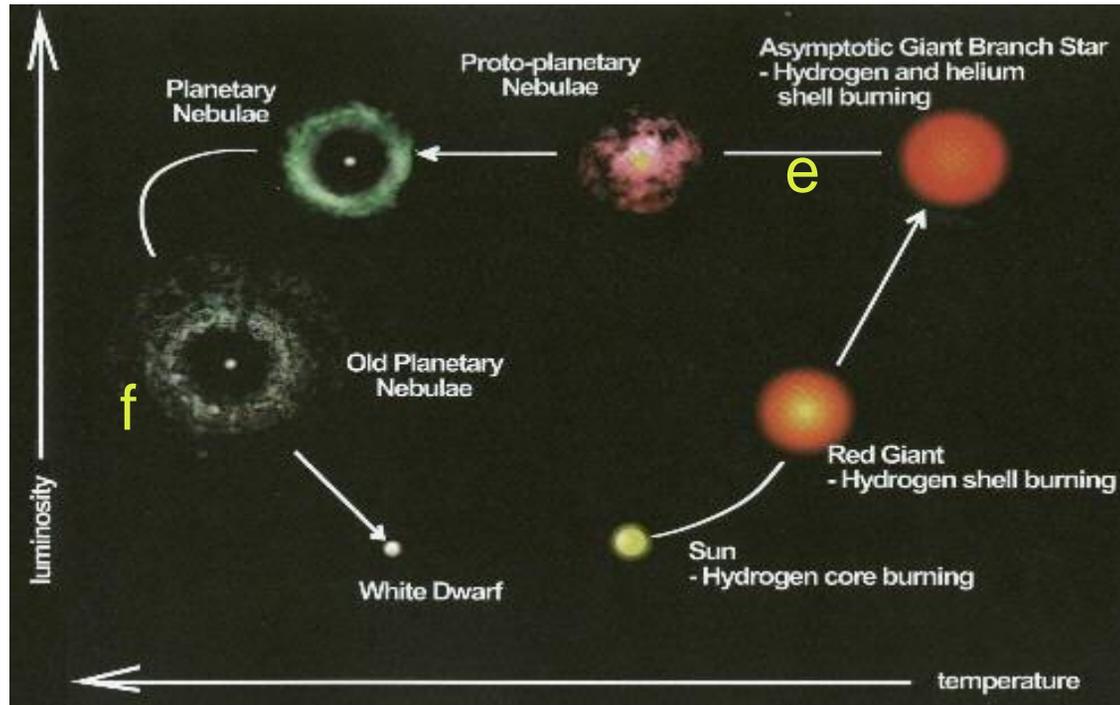


$M \approx 1.0 M_{\text{sol}}$
 $R \approx 5800 \text{ km}$
 $V_{\text{esc}} \approx 0.02c$

Objeto quente e compacto.
Apaga aos poucos (dezenas
de bilhões de anos).
**Termina possivelmente
como anã negra.**

Assim, com a mudança nas condições físicas as estrelas de baixa massa saem da SP e evoluem até sua “morte” passando essencialmente por 4 fases: Gigante Vermelha, Ramo Assintótico das Gigantes, seguido das Nebulosas Planetárias e Anãs Brancas

← 30.000 anos →

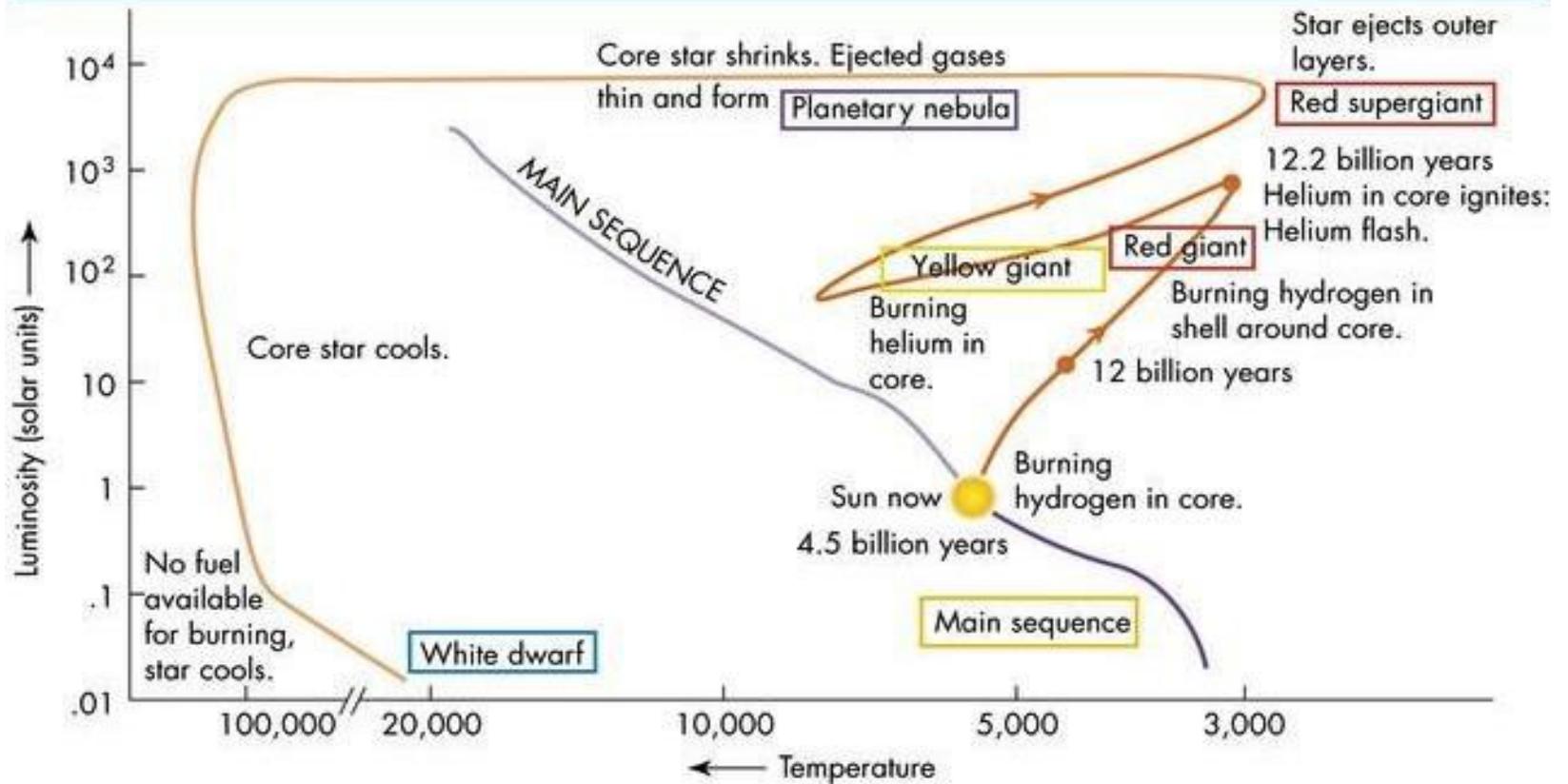
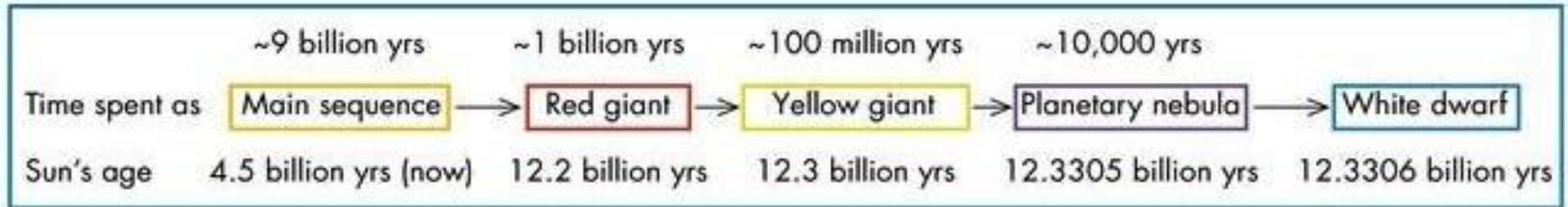


...as estrelas centrais das nebulosas evoluem para anãs brancas, que terminam suas vidas com um caroço de carbono

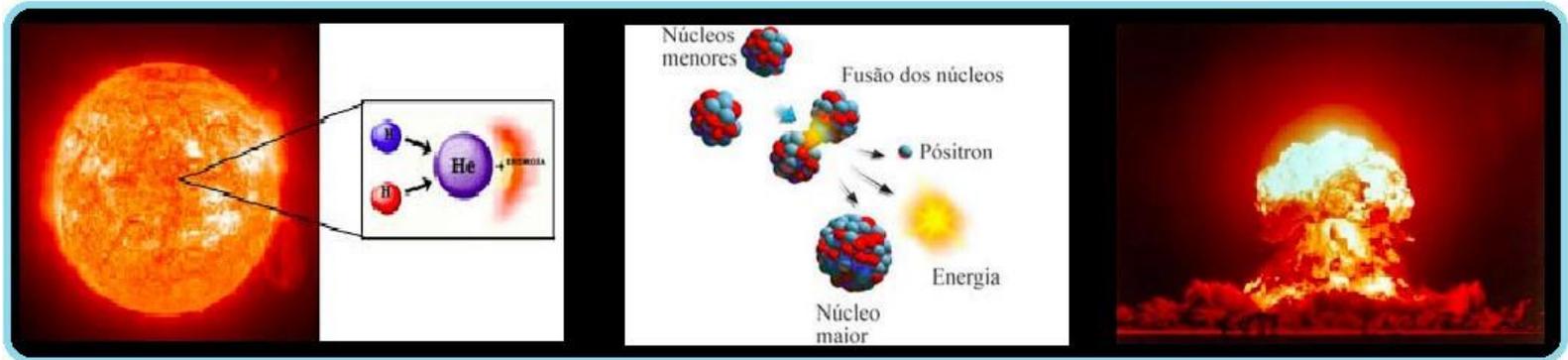
Na posição (e) a estrela mantém a luminosidade e se contrai => conseqüentemente a temperatura aumenta

Em (f) a estrela **não pode mais se contrair e não tem mais fonte de energia**, e encaminha-se para sua morte – quando não mais existirá fonte de energia....

Trajetória Evolutiva do Sol e Estrelas de Massa Semelhante



Elemento, isótopo, nuclídeo



Número atômico e número de massa e^v

Número de massa: número total de **protões** e de **neutrões** presentes no núcleo de um átomo (n.º de protões + n.º de neutrões)

A
 Z
 X

Símbolo químico do elemento

Número atômico: número de **protões** presentes no núcleo de um átomo

- ▶ Os átomos são caracterizados pelo número atômico (Z) e número de massa (A)
- ▶ Os elementos químicos caracterizam-se pelo número atômico (Z)
- ▶ O mesmo elemento químico pode apresentar diferentes números de massa ($A = Z + N$)

N.º de protões = 1
 N.º de eletrões = 1
 N.º de neutrões = $A - Z$
 = $1 - 1$
 = 0

1H

N.º de protões = 8
 N.º de eletrões = 8
 N.º de neutrões = $A - Z$
 = $16 - 8$
 = 8

16O

N.º de protões = 17
 N.º de eletrões = 17
 N.º de neutrões = $A - Z$
 = $35 - 17$
 = 18

35Cl

A Evolução de Estrelas de Alta Massa

As fases de evolução de estrelas massivas, com $M \geq 8M_{\odot}$, ocorrem muito mais rapidamente do que a de estrelas de baixa massa.

Estrelas massivas também ficam na SP durante a maior parte de suas vidas, enquanto estão convertendo H \rightarrow He, resultado das reações termonucleares ou da queima de combustível (H) no caroço da estrela.

As estrelas massivas sofrem muitos estágios de “queima nuclear” devido as altas temperaturas causadas pela **compressão gravitacional na região central da estrela**.

Como consequência:

- sofrem múltiplas fases de Gigantes Vermelhas
- geram como resultado das reações termonucleares via reações exotérmicas (que liberam calor e transferem para o meio), o **produto final** que é o **Ferro (Fe)**.

Estágios de formação de **elementos mais pesados do que o Fe** requerem mais energia do que o que eles produzem e a estrela então vai sofrer mudanças catastróficas.

Além disto, estrelas da porção **superior da SP perdem massa** durante a sua vida, causada por ventos estelares de alta velocidade (2000 ou 3000 Km/s).

A causa dos ventos não é completamente entendida e pode estar associada a aceleração causada pela pressão de radiação.

Gigantes e Supergigantes, tem ventos com velocidade menor, da ordem de 20 km/s

A perda de massa por ventos pode atingir a ordem de $1 M_{\odot}$ a cada 100.000 anos e esta perda afeta a evolução da estrela

Vamos ver a seguir maiores detalhes desta evolução....

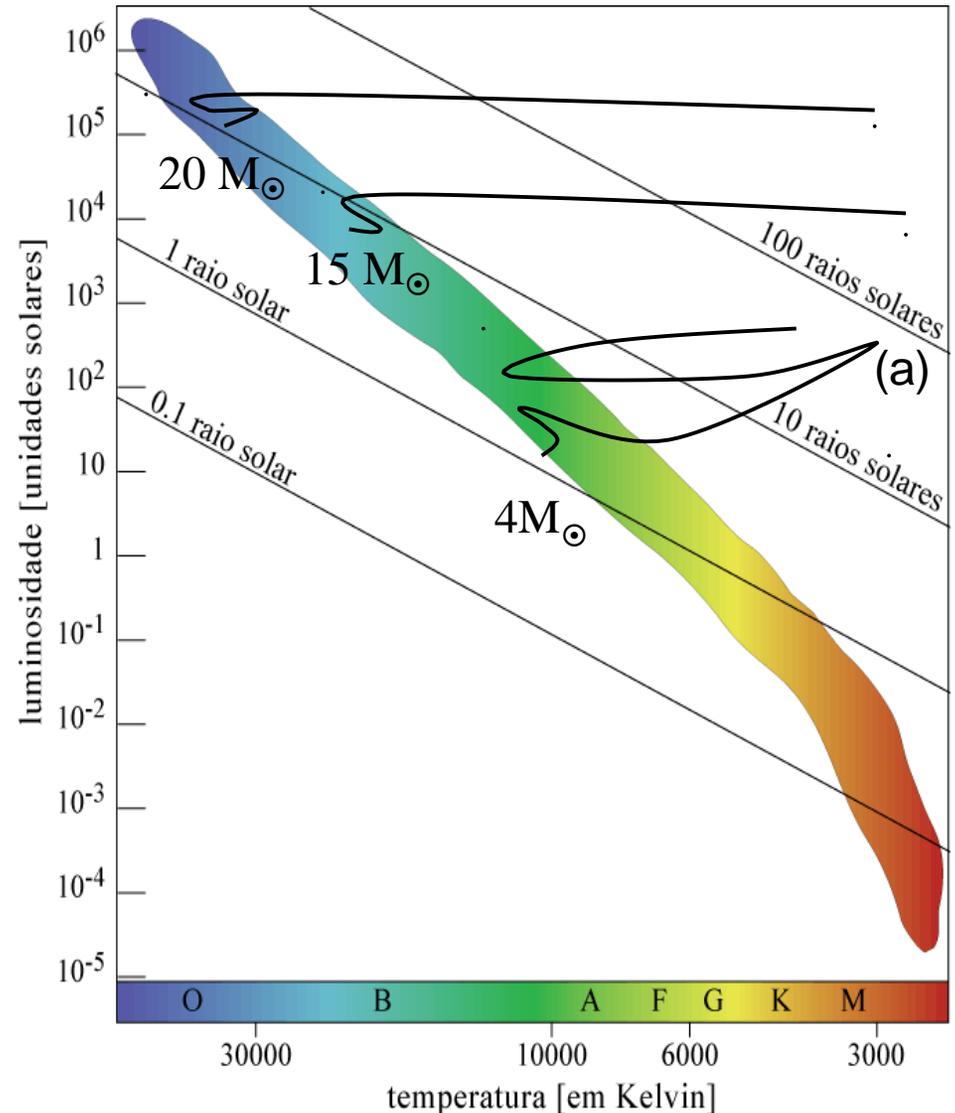
Estrelas de Alta Massa

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

A trajetória pós-sequência principal das estrelas massivas ocorre porque houve o esgotamento do combustível (H) no núcleo, mecanismo semelhante ao que ocorre nas estrelas de baixa massa.

Entretanto, devido a atuação da força gravitacional ser maior do que no caso das estrelas menos massivas, as mudanças nesta fase são muito mais **rápidas**.

As camadas externas da estrela não tem tempo de responder aos sucessivos ciclos de exaustão e ignição no caroço, e para **manter o equilíbrio a estrela se expande com consequente diminuição da temperatura e mudança de cor...mas mantêm a mesma luminosidade**



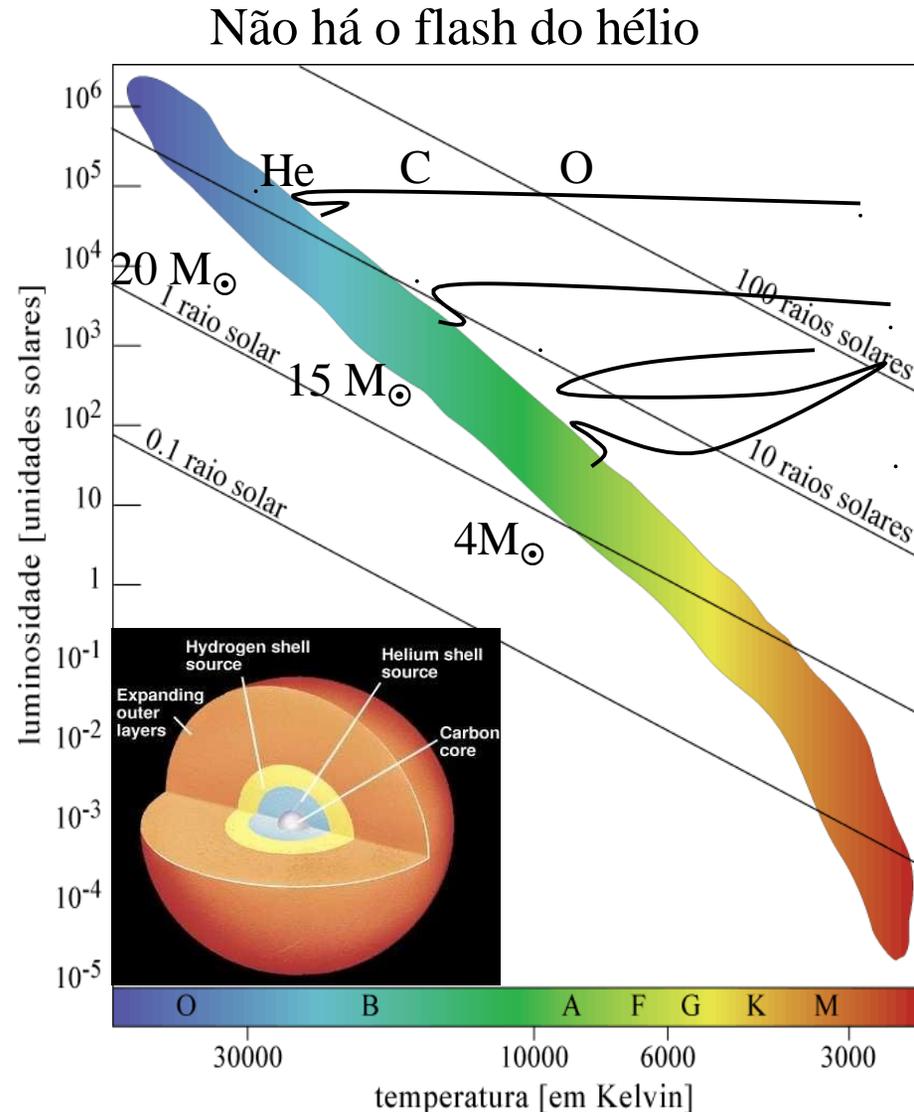
Evolução de Estrelas Isoladas de Alta Massa

massas $M \geq 8 M_{\odot}$

Como consequência destas mudanças físicas, a estrela realiza um traçado evolutivo onde a luminosidade permanece constante e se desloca a direita no D-HR, já que a temperatura diminui nas camadas externas devido a expansão do envelope (Fig.)

Entretanto, a temperatura e densidade central aumentam, até atingir temperaturas suficientes para a queima ou reações termonucleares de elementos químicos mais pesados, como, He, C, O, até a fusão que gera o Fe.

A evolução de estrelas de alta massa é caracterizada então por sucessivos períodos de equilíbrios ($F_g = F_p$ - radiação) e instabilidades ($F_g > F_p$) em diferentes camadas da estrela.

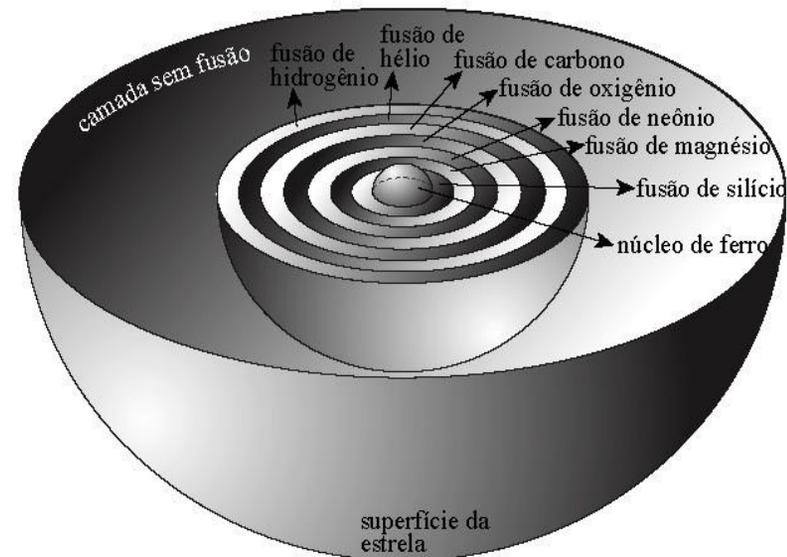
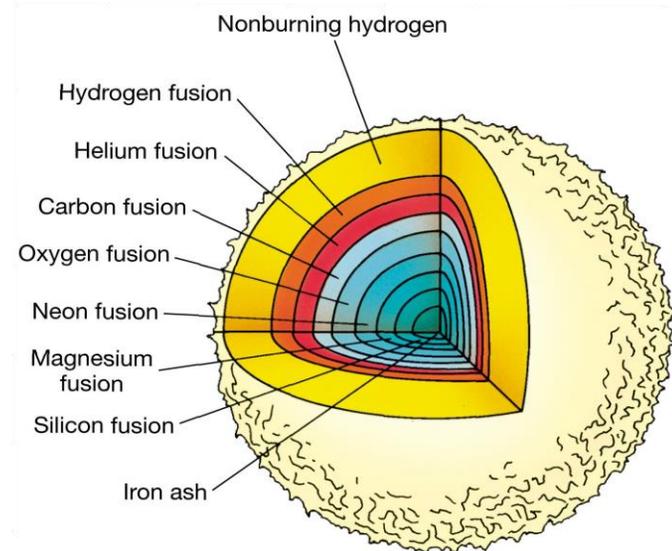


Estrelas de Alta Massa ($M > 8 M_{\odot}$)

Assim, elementos mais pesados como nitrogênio, oxigênio, neônio, magnésio são produzidos, em diferentes camadas da estrela...mas só **até o ferro (Fe)**!

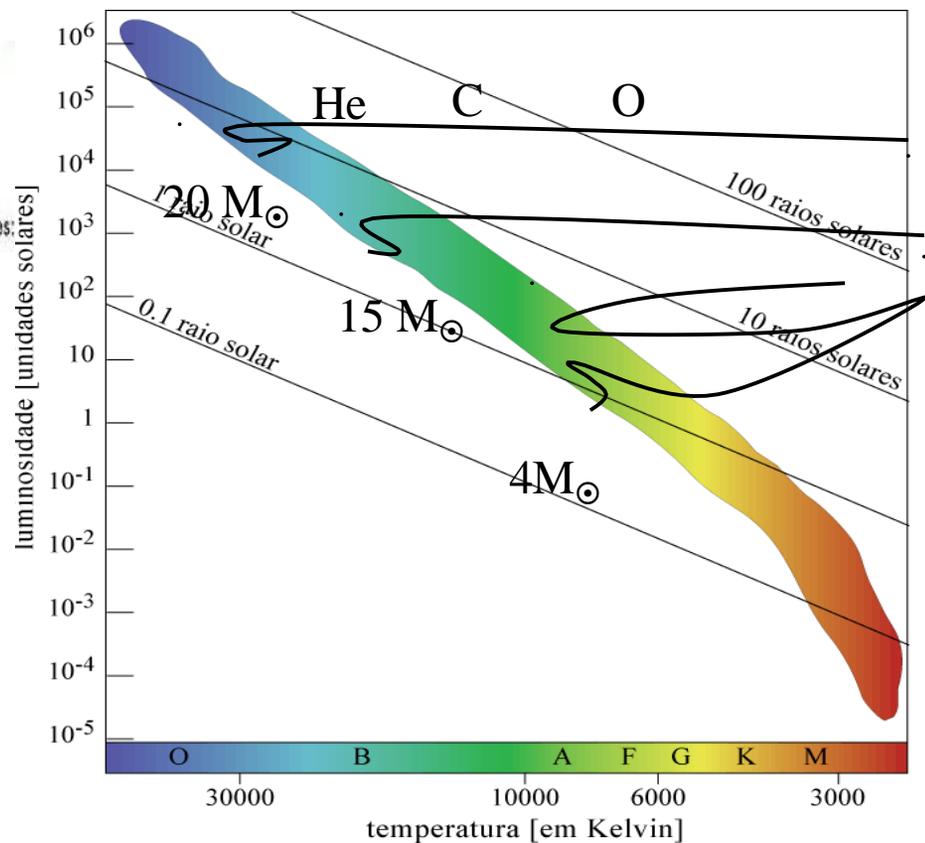
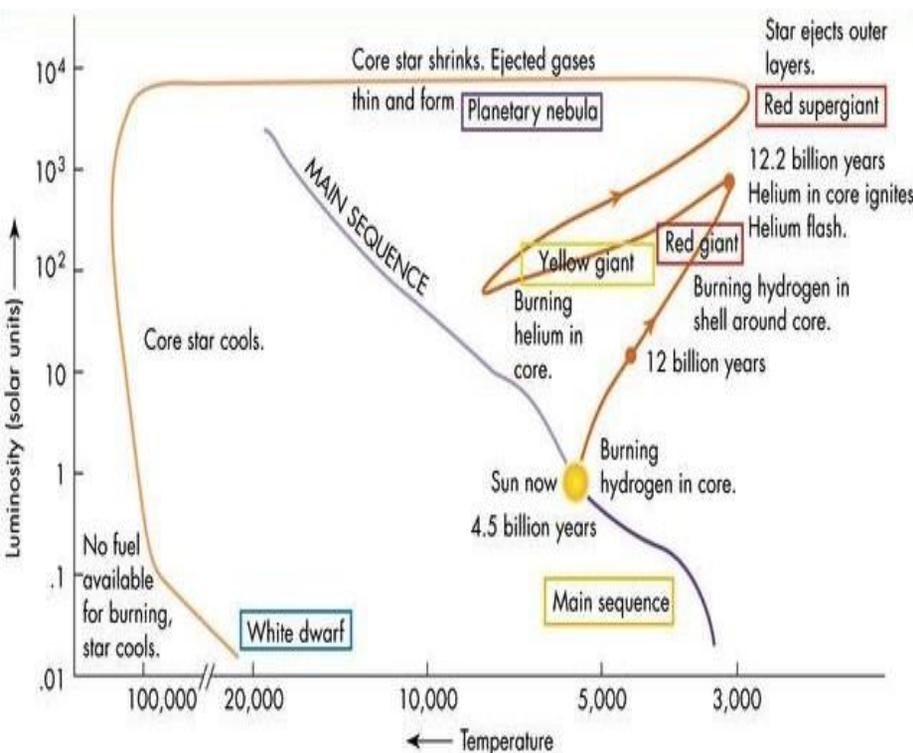
Para uma estrela com $20 M_{\odot}$, a escala de tempo em diferentes fases de queima de combustível, desde o hidrogênio até o ferro é da ordem de :

- H: 10^7 anos;
- He: 10^6 anos;
- C: 1000 anos;
- O: 1 ano;
- Si: 1 semana;
- > **Caroço de Fe formado em 1 dia!**



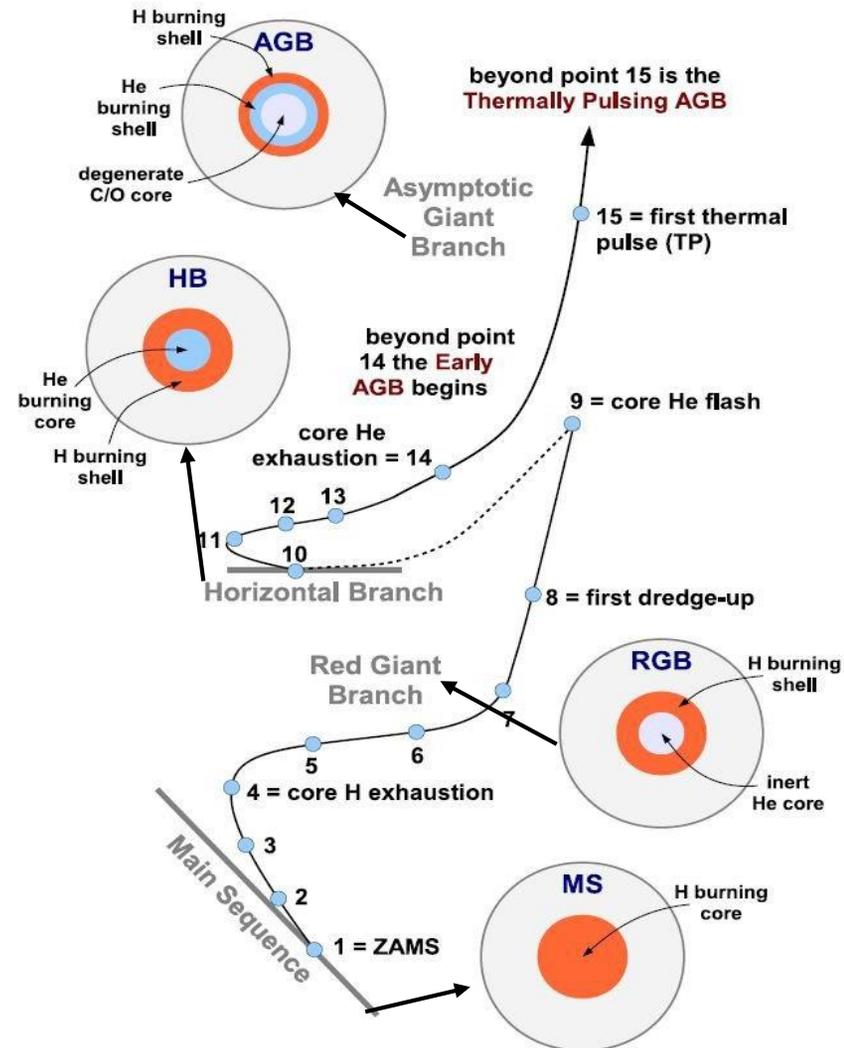
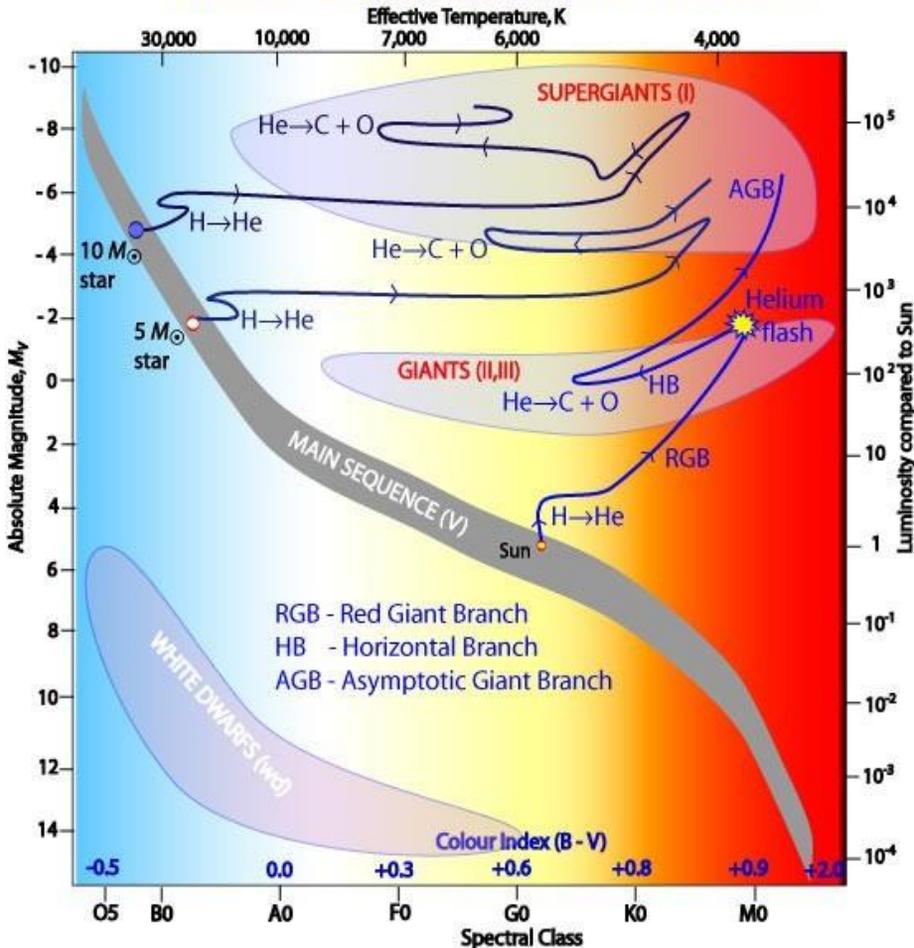
Estrutura de camadas (“cebola”)

Comparação de Trajetórias Evolutivas de Estrelas de Baixa e Alta Massa

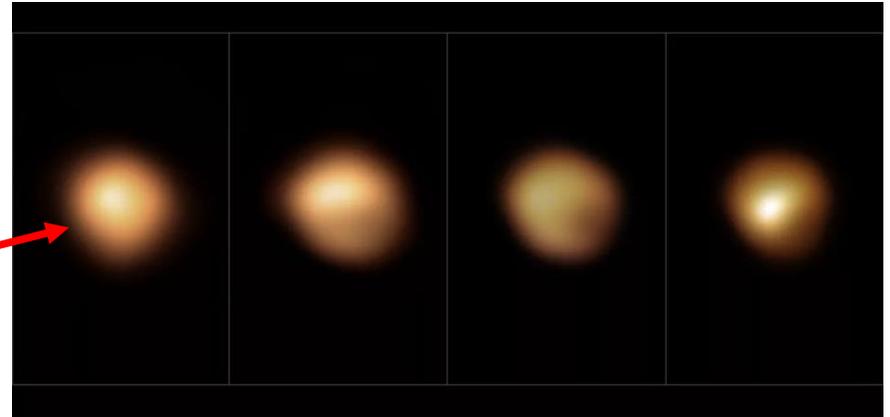
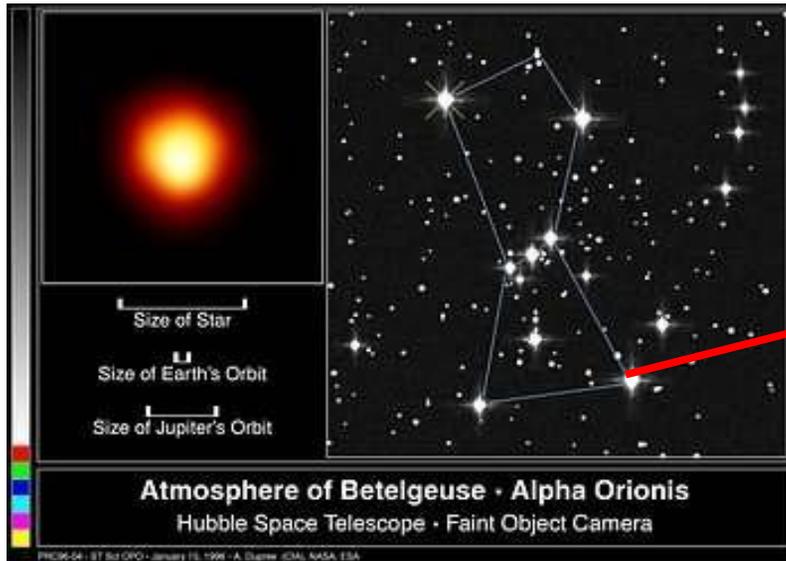


Trajetoórias Evolutivas e a Estrutura Interna em cada fase dos grandes grupos do D-HR ($M > 8 M_{\odot}$)

Evolutionary Tracks off the Main Sequence



Ex: Betelgeuse – Supergigante Vermelha



Mudança de brilho em tempo real, em curta escala de tempo. Final de 2019 e início de 2020 -> perda de massa -> brilho ☼ diminui

Núcleo de Fe com raio $\sim R_{\text{Terra}}$.

Envelope tem raio ~ 5 U.A.

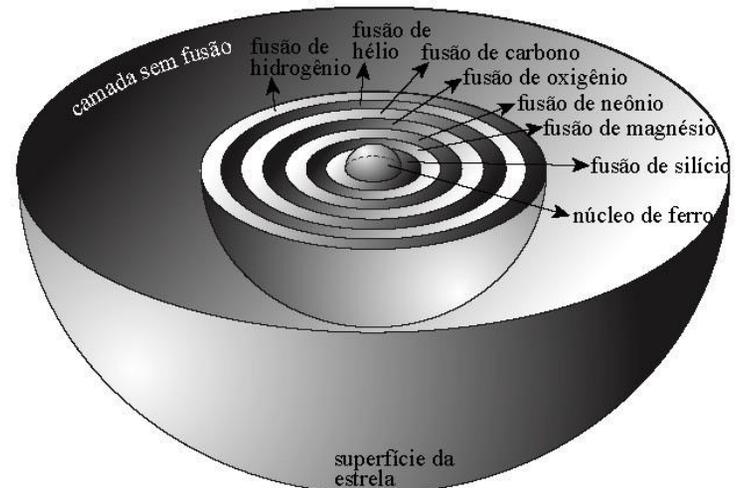
(órbita de Júpiter).

Temperatura na superfície: 3.500 K

Massa: $2,188 \times 10^{31}$ kg ($11 M_{\odot}$)

Idade: 10.010.000 anos

Raio: 617.100.000 km ($887 R_{\odot}$)



Estágios Finais de Estrelas de Alta Massa



De supergigante vermelha até supernova.

Estágios Finais de Estrelas de Alta Massa

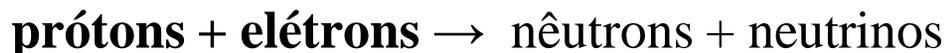
No caroço de ferro não há mais produção de energia, a contração gravitacional acelera e a temperatura aumenta....

Quando a temperatura alcança \approx **10 bilhões de graus** o Fe é foto-desintegrado
...o ferro é literalmente **atomizado em prótons e nêutrons**.

A **foto-desintegração** é um processo que consome energia. Há ainda menos energia para equilibrar a estrela, o que acarreta em um **colapso mais acelerado**.

Agora o núcleo consiste de **elétrons, prótons, nêutrons e fótons** a densidades muito altas e ainda colapsando.

Conforme a densidade aumenta, vai ocorrer uma reação entre $p + e \rightarrow$ produzindo neutrons e neutrinos da seguinte forma :



A região central da estrela colapsa em menos de 1 segundo!

Estágios Finais de Estrelas de Alta Massa

Nesse ponto os nêutrons passam a ser comprimidos entre si, causando agora um estado de **degenerescência** de nêutrons. Neste estado de **densidade muito alta**, a pressão aumenta rapidamente até o ponto em que ela passa a independe da temperatura do gás. Neste ponto, o gás passa a agir quase como um sólido....

A pressão causada pelos nêutrons degenerados é capaz de **reduzir** o colapso gravitacional do núcleo estelar. A densidade pode chegar a níveis muito altos ($\sim 10^{18} \text{ kg.m}^{-3} = \sim 10^9 \text{ ton.cm}^{-3}$) antes que o núcleo estelar possa voltar a expandir e o **equilíbrio não é alcançado** ($F_g > F_p$).

Da mesma forma que uma bola ao ser jogada em alta velocidade contra um muro, é comprimida, pára e retorna em **rebatida**, o **núcleo** estelar se **expande violentamente** em reação à compressão interrompida.

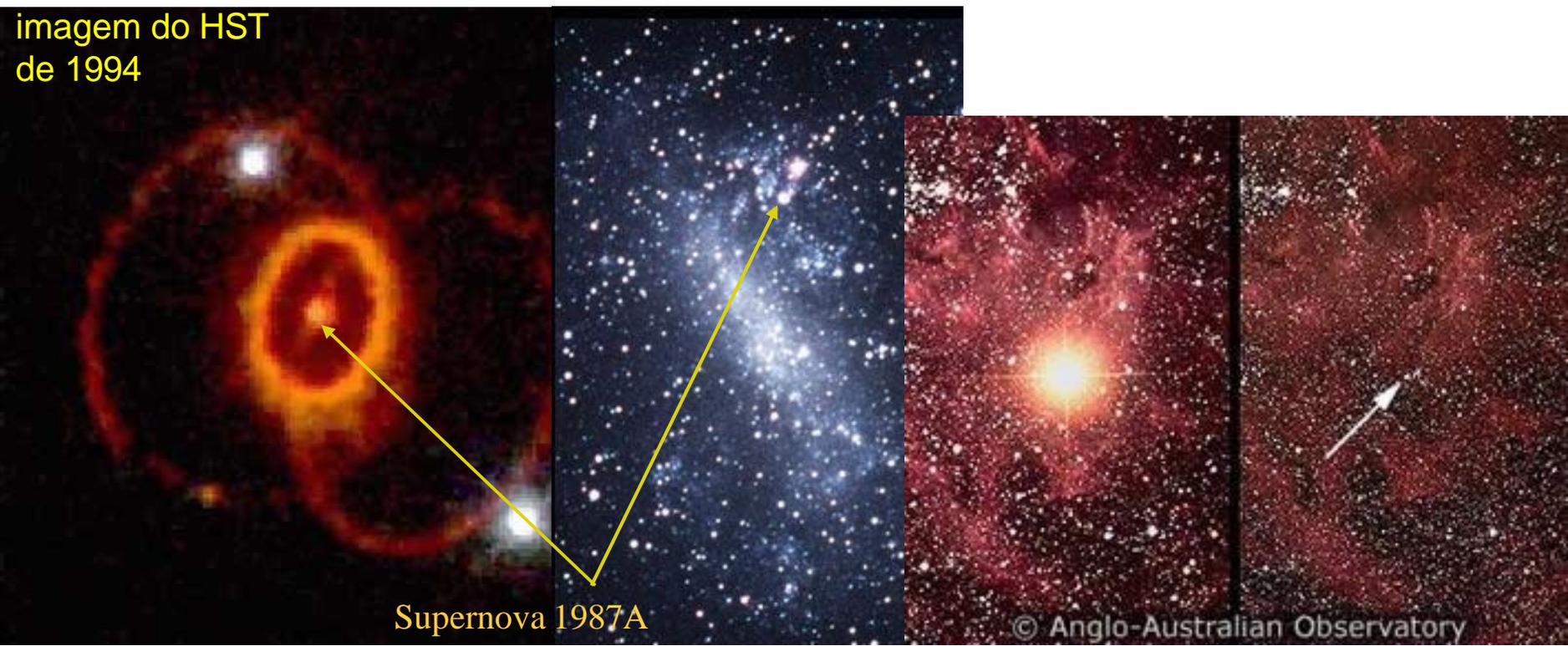
Uma enorme onda de **choque** através da estrela faz com que suas **camadas externas** se desloquem num **evento explosivo de raios gama**, levando toda matéria para o meio interestelar.

Explosão de Supernova

Supernova 1987A

Explosão detectada na Terra em 1987 cujo evento ocorreu a 160.000 anos atrás, já que a SN está localizada na Grande Nuvem de Magalhães, uma galáxia anã que está a uma distância da ordem de 160.000 ano-luz e vizinha da Via-Láctea. Foi a primeira SN onde os neutrinos emitidos na explosão foram detectados na Terra em 1987.

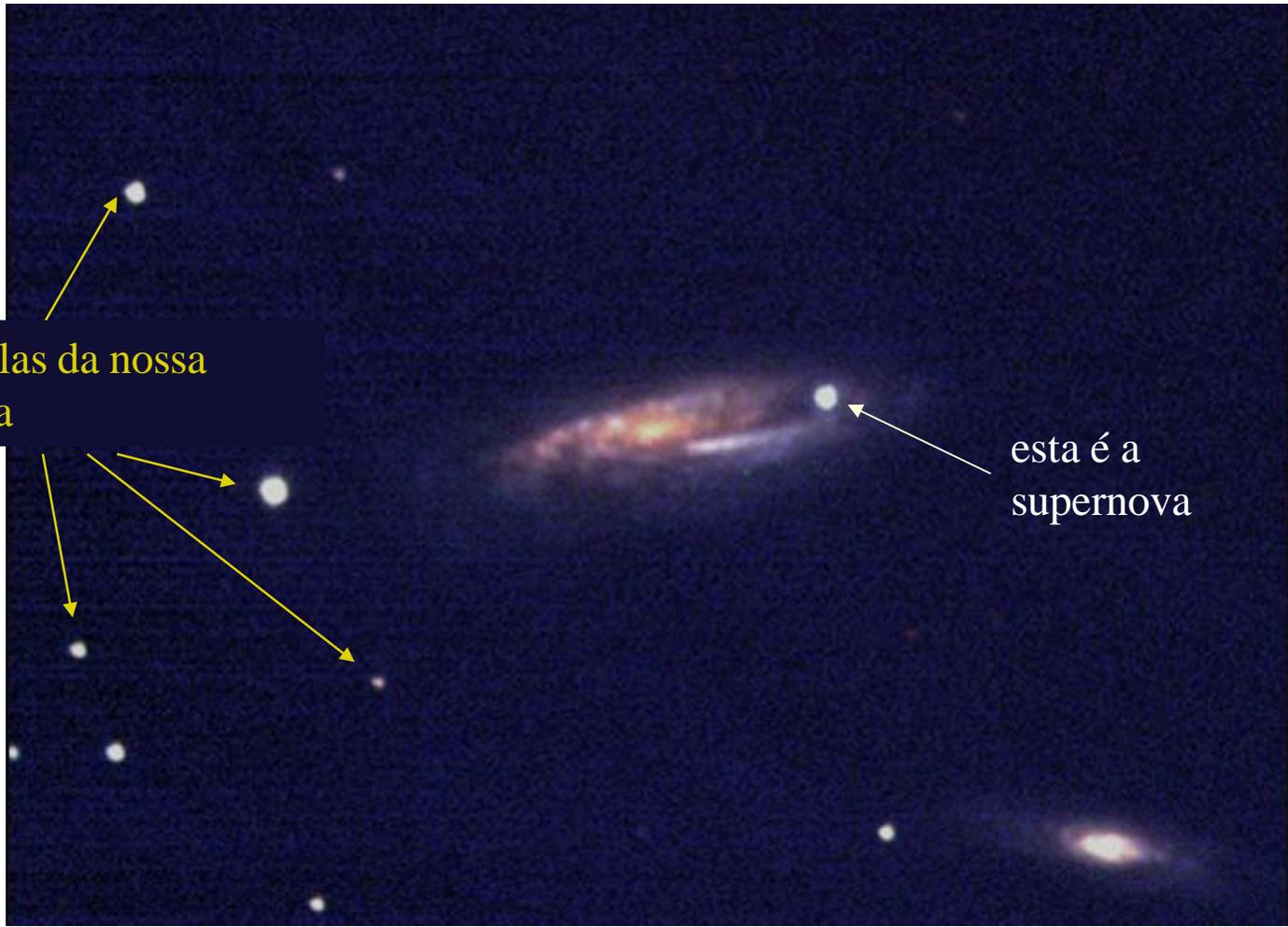
A estrela progenitora era uma supergigante azul com massa 25 vezes a massa do Sol e que foi observada antes de explodir. Em 1993, Richard McCray, publica um artigo no Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 31, 175, onde infere que a SN1987A expeliu 1 Msolar em oxigênio.



Supernova

Supernova em outra galáxia (note seu brilho em comparação com o resto da galáxia).

Como são muito brilhantes, podemos observá-las de longe.



estas são estrelas da nossa
própria galáxia

esta é a
supernova

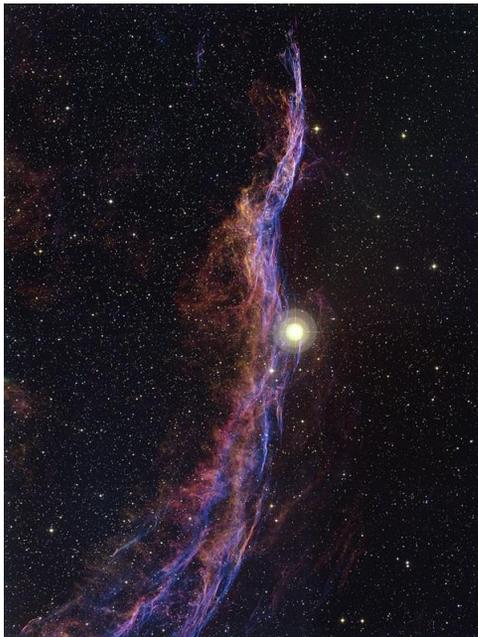
Supernovas

A **supernova** formada pelo **colapso do caroço** é chamada de **Tipo II**.

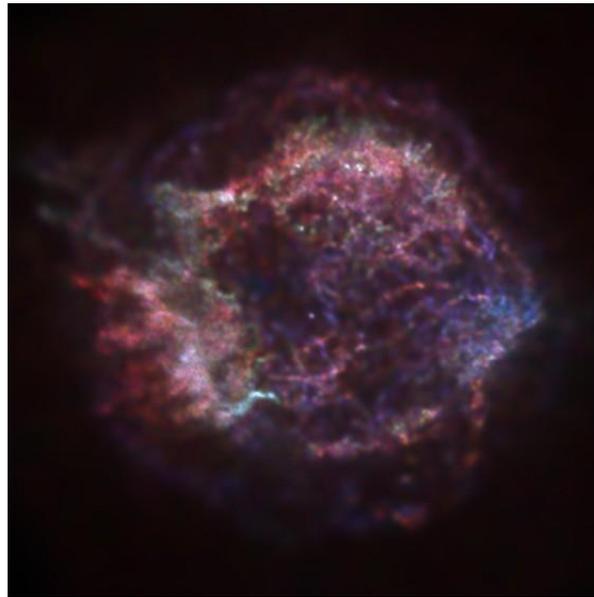
Sua energia é comparável à luminosidade de todas as estrelas de uma galáxia:

- alcança magnitude absoluta ~ -18 . (A magnitude aparente da Lua é $-12,7$).

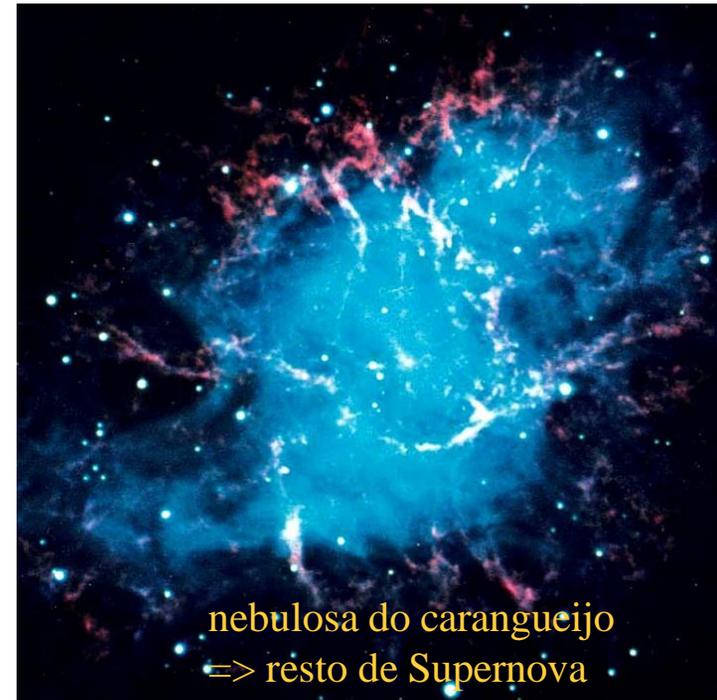
A nuvem de gás que foi gerada na explosão e que se expande é denominada Remanescente de Supernova



“Vassoura da Bruxa”,
NGC 6960



Cassiopeia A



nebulosa do carangueijo
=> resto de Supernova

Aspecto de Remanescentes de Supernovas

Emitem radiação Síncrotron (elétrons relativísticos espiralando em Campo Magnético) ao invés de térmica. Quando evoluem emitem predominantemente em rádio.

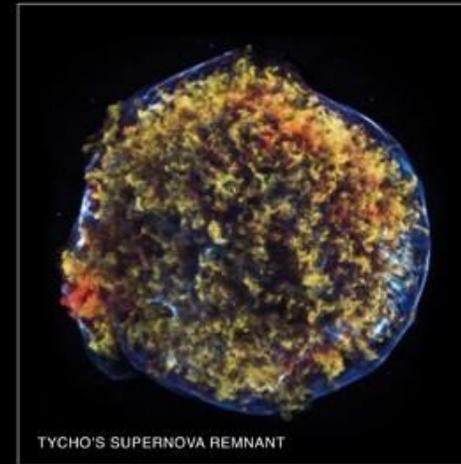


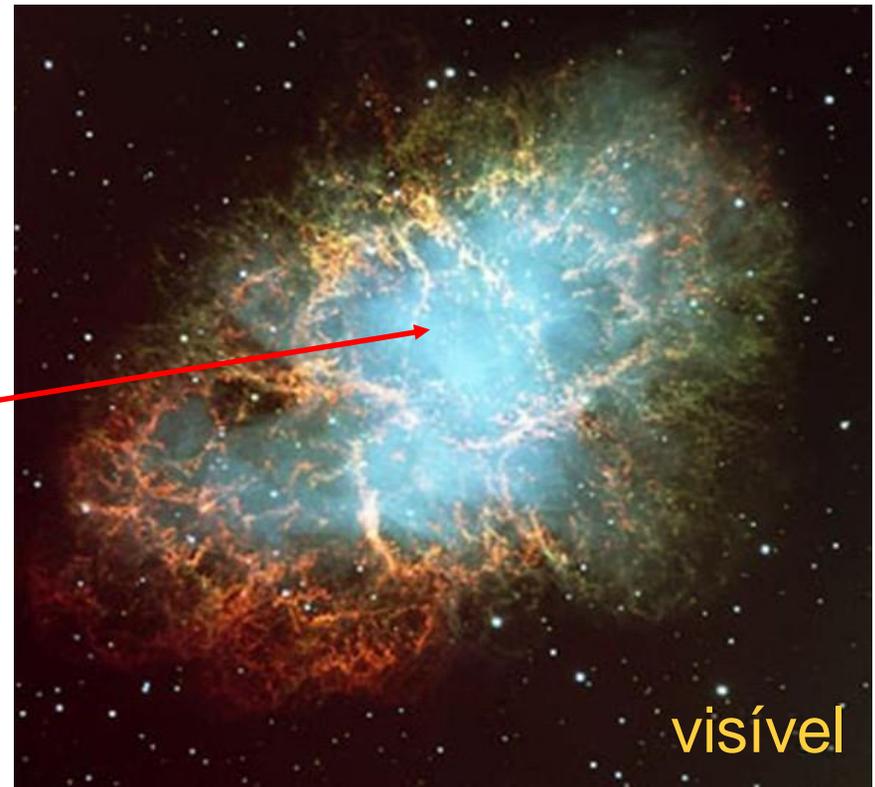
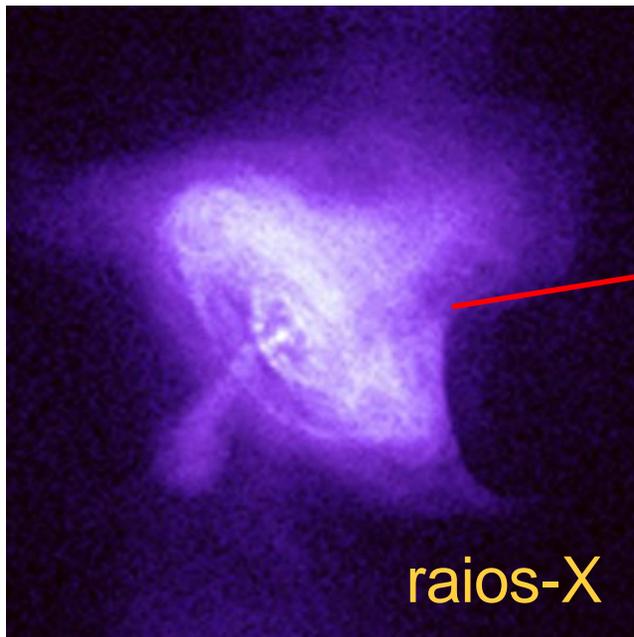
Imagem do Telescópio Espacial Chandra de quatro remanescentes de supernovas (SN) na nossa Galáxia, SN1054: Nebulosa do Caranguejo, G292.0+1.8: SNII a 22 mil anos-luz, no Centauro, SN1572: Tycho e SN1181: 3C58. O número ao lado de SN indica o ano de observação

Remanescente de Supernovas

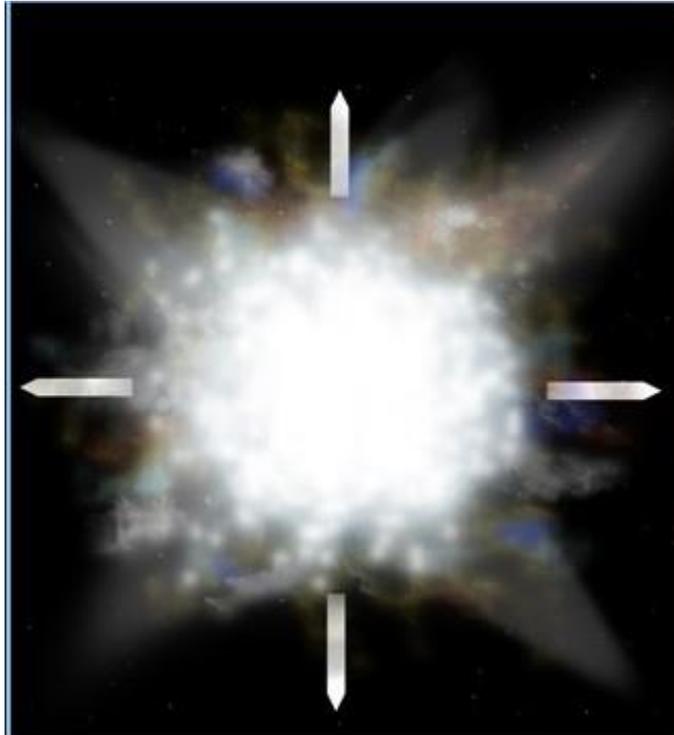
Mais conhecida é a Nebulosa do Caranguejo ou SN 1054 (constelação de Touro), está a 2000 pc de distância ou 6520 a.l.

Trata-se do resto da supernova que foi observada a olho nú em 1054.

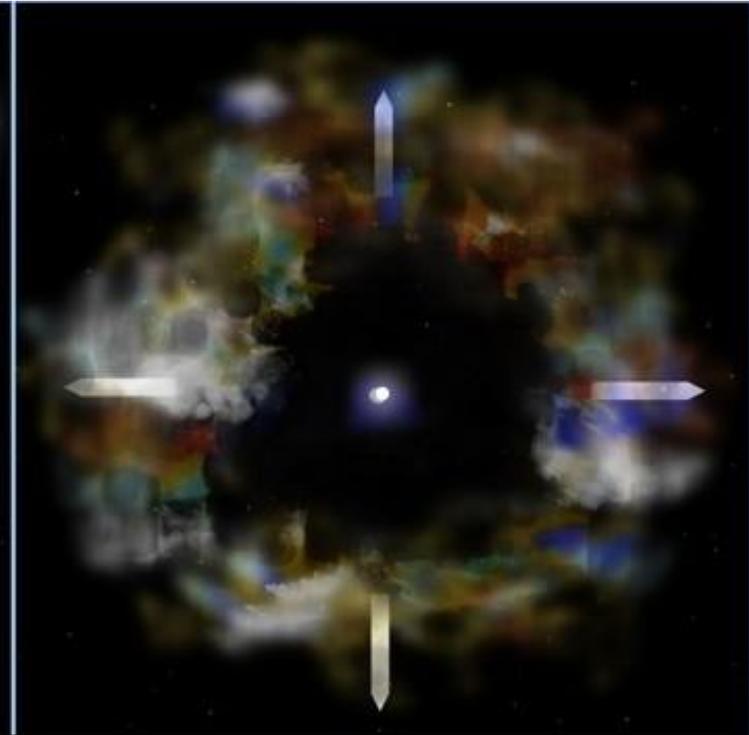
Região central com 1 estrela de neutrons e intensa emissão em R-X, Rádio e Raios Gama (uma das mais brilhantes em R-gama). Pulsar do Caranguejo



Além do Remanescente deixado na explosão de supernova
O objeto que resta é a **Estrela de Nêutrons**



- colapso do caroço;
Supernova tipo II



- estrela de nêutrons + resto de
supernova

Estrelas de Nêutrons

$$(M_{ZAMS} < 25 M_{\odot})$$

Se a massa que restou da estrela que explodiu for **menor** do que **1,4 M \odot** , então temos a formação de uma estrela de nêutrons:



Apenas estrelas com **M < 1,4M \odot** podem ser Anãs Brancas estáveis devido a limitações impostas pela estrutura estelar, que depende do equilíbrio entre a $F_g = F_p$ do gás degenerado.

Este limite de massa é chamado de “limite de Chandrasekhar” (**M < 1,4 M \odot**) (Subrahmanyan Chandrasekhar, Prêmio Nobel 1983).

Obs: * M_{ZAMS} – massa inicial da estrela na SP

Neutrino: partícula subatômica sem carga elétrica e que interage com outras partículas apenas por meio da gravidade e da força nuclear fraca

Estrelas de Nêutrons

$$(M_{ZAMS} < 25 M_{\odot})$$

Este conceito de estrelas formadas de neutrons foi teorizado a uns 70 anos atrás, através de cálculos da Mecânica Quântica e não se acreditava que fossem objetos reais e nem se esperava observa-los pois seriam eles pequenos e fracos.

Foi considerado de fato real quando pulsares foram detectados e desde então a existência destes objetos é bem estabelecida.

Entre as principais propriedades podemos destacar:

- **Massa** que varia entre $1M_{\odot} < M_{\star_n} < 3M_{\odot}$
- **Raio** ~10-20 km!
- **Densidade** $1 \times 10^{14} < D \text{ (g/cm}^3\text{)} < 1 \times 10^{15}$ (100 milhões de vezes a de uma Anã Branca, comparável a de um núcleo atômico).
- O **interior** da estrela se assemelha a um estrutura cristalina
- **Campo Magnético (CM)** forte devido a compressão do CM original antes do colapso

Pulsar

...uma estrela de neutrons rápida rotação

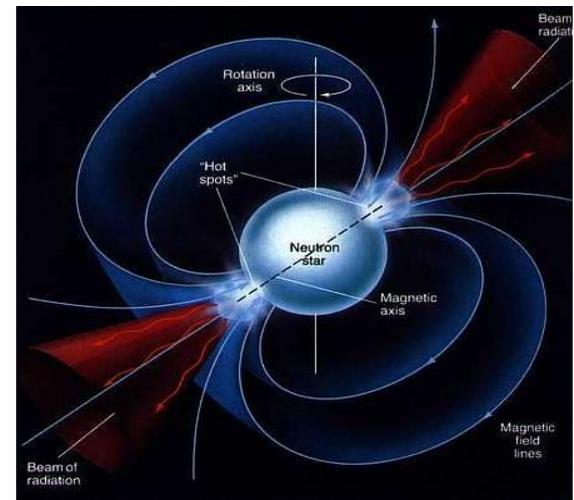
Pulsares são caracterizados por rápidos "flashes" de radiação com pulsos da ordem de segundos, particularmente em rádio, mas também, e menos comum, em R-X e R-gama.

Estrela de nêutrons possuem intenso campo magnético que induz a um enorme campo elétrico, que por sua vez arrancam partículas carregadas da superfície e que fluem para a magnetosfera onde são acelerados.

Estes **elétrons acelerados emitem radiação síncrotron** em um feixe estreito ao longo das linhas do campo magnético. Se ao girar, o eixo do campo magnético ficar na nossa linha de visada, observaremos um pulso de radiação eletromagnética, como a luz de um farol.

“som” do pulsar Vela, resto de uma supernova de 10 mil anos, que gira 11 vezes por segundo:

<http://www.jb.man.ac.uk/~pulsar/Education/Sounds/sounds.html>



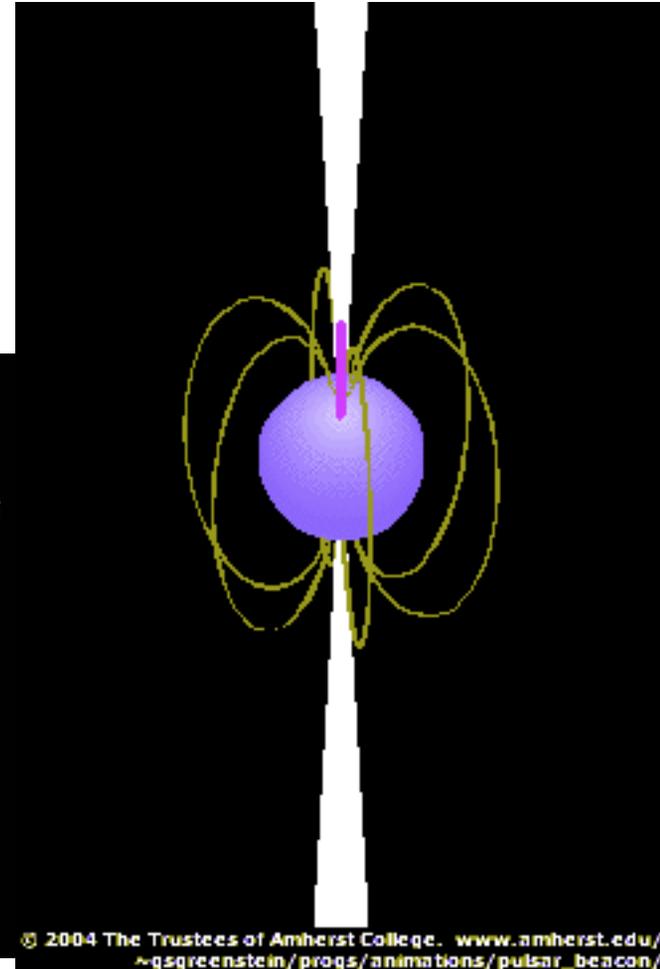
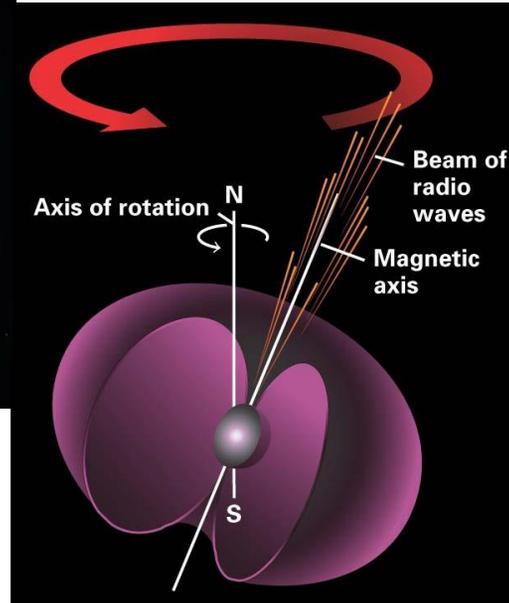
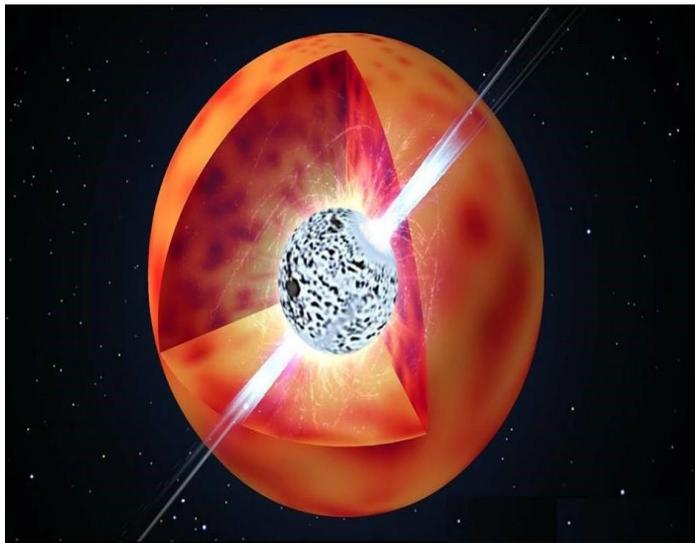
- Assim, partículas e radiação são emitidos na direção dos polos magnéticos do pulsar.

Pulsar

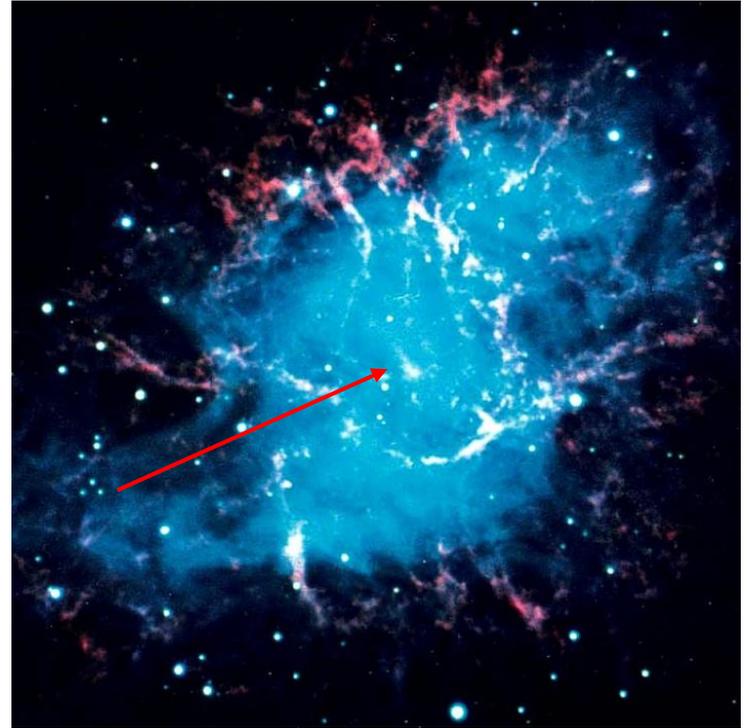
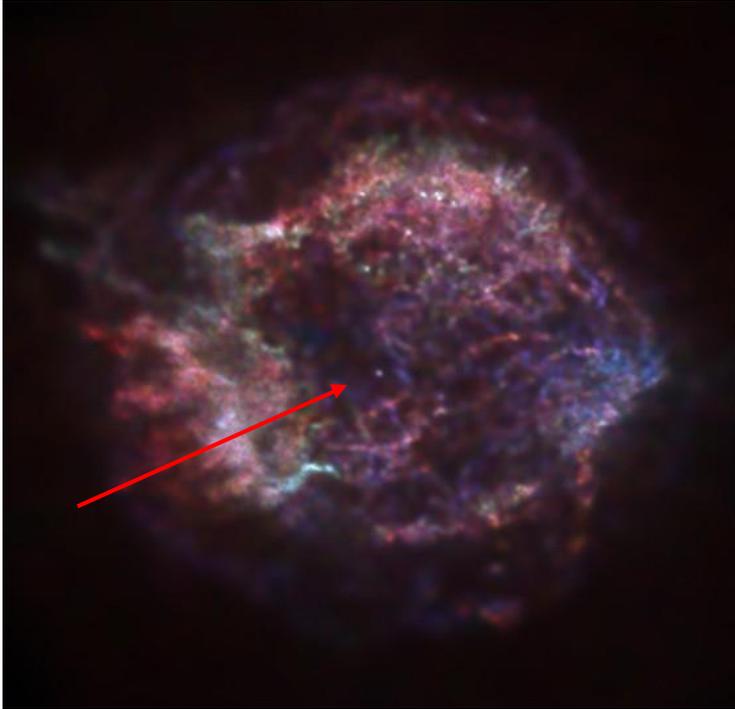
O pulso de um pulsar dura entre alguns segundos até alguns milisegundos (giram muito rapidamente).

Vemos o pulsar porque o feixe de radiação passa por nós.

O pulso é observado em rádio, mas a estrela de nêutrons emite (pouco) no visível.



Pulsar



...alguns estão associados a restos de supernovas.

Buraco Negro Estelar – BN

$$\underline{(M_{ZAMS} > 25 M_{\odot})}$$

Se o caroço colapsado na evolução/explosão de SN exceder a massa limite de **2.0-3.0 M_{\odot}** não vai haver a formação de estrela de neutrons.

Tem-se então o seguinte cenário:

- 1 A pressão do gás de **neutrons degenerados** não consegue suportar a da gravidade, o EH não se reestabelece ($F_{pg} \llll F_g$), nada segura o peso do resto da estrela, e dizemos então que a **gravidade superficial** nesta região do espaço-tempo é tão intensa que nada consegue escapar desta região, nem mesmo a luz. Isto caracteriza conceitualmente um **Buraco Negro (BN)**.
- 2 Nenhuma força física conhecida consegue interromper este processo de colapso.
- 3 Esta situação física onde um certo valor de **massa mínima** é reunida em um **volume extremamente pequeno** onde sua própria gravidade atuou para o esgotamento de seu combustível, tende a reduzir o volume a zero implicando em **densidade infinita**, é definida como sendo uma “**singularidade**”. É **descrita matematicamente** como um único ponto contendo toda massa do nucleo estelar colapsado que tem densidade infinita.
- 4 A **singularidade** marca um colapso das Leis Físicas que conhecemos...

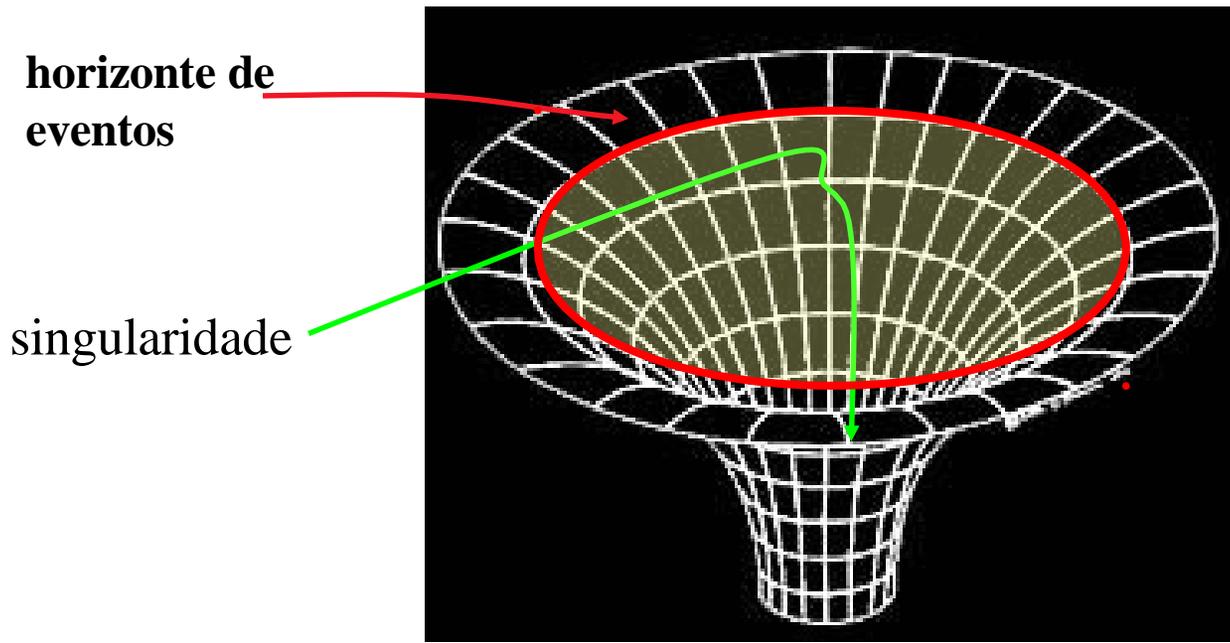
Colapso continua -> gravidade superficial (g_s) da estrela aumenta muito-> afeta os fótons de luz-> a **luz não consegue escapar** -> **horizonte de eventos**

Fg permanece a mesma a distancias fora da superficie original da estrela; imenso aumento da gravidade ocorre apenas a distâncias mais próximas da estrela.

Buracos Negros já haviam sido imaginados por Laplace no final do século XVIII. **A Teoria de Buracos Negros** só pôde ser desenvolvida satisfatoriamente após a teoria da relatividade geral de Albert Einstein de 1915.

Visão relativística de um Buraco Negro: **singularidade cercada por um horizonte de eventos de onde nem a luz pode escapar**

Sem luz -> nada se observa-> perde-se a informação



horizonte de eventos

singularidade

Analogia em 2 dimensões da deformação do espaço

Calculo do raio da estrela no limite do horizonte de eventos

Considerando que um objeto saia com uma velocidade de escape (V_e) tal que quando estiver no infinito esta velocidade será zero, a energia total correspondente seria:

$ET = E_c + E_p = 0$, mas $E_c = (1/2) mv^2$ e $E_p = - GmM/R$, então

$$(1/2) m v_e^2 = GmM/R \rightarrow V_e = (2GM/R)^{1/2}$$

Como nenhum objeto pode viajar com velocidade acima da velocidade da luz, temos que a equação do raio do Buraco Negro seria:

$$R = 2GM/c^2 \rightarrow \text{Raio de Schwarzschild}$$

Schwarzschild (1916) descobre a primeira descrição relativística de um BN.

Buraco Negro

Raio de Schwarzschild: O tamanho (raio) de um buraco negro é proporcional a sua massa, como mostra a equação abaixo

$$\text{raio de Schwarzschild} = \frac{2G}{c^2} \times \text{massa}$$

G => constante gravitacional

c => velocidade da luz.

Um buraco negro com a massa...

- da Terra teria 17,7 mm de diâmetro e dens. $1,2 \times 10^{26} \text{ g/cm}^3$
(120 milhões GigaToneladas/mm³)
- do Sol teria 5,9 km de diâmetro e $1,1 \times 10^{15} \text{ g/cm}^3$
- com $3 M_{\odot}$ teria 17,7 km de diâmetro e densidade $1,2 \times 10^{14} \text{ g/cm}^3$
(120 mil toneladas/mm³)

Buraco Negro

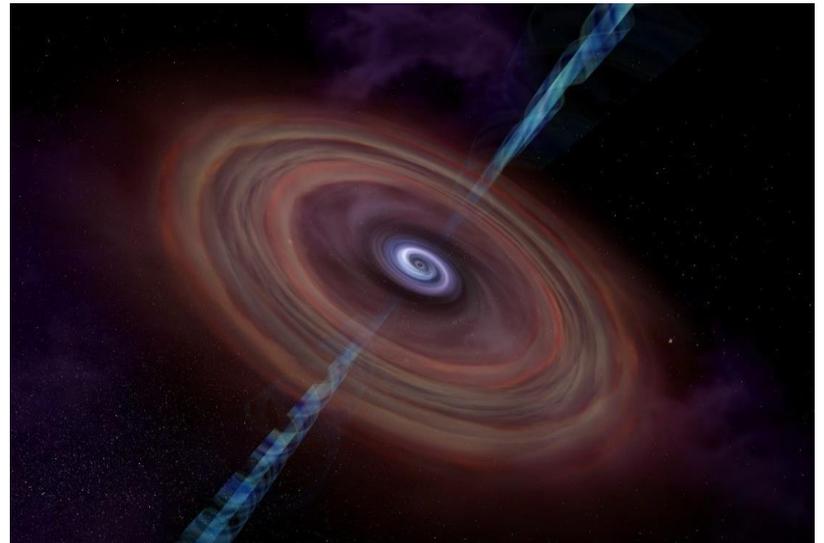
BN não podem ser observados diretamente já que não podemos observá-lo diretamente.

Podemos detectar sua presença pelos efeitos gravitacionais

→ Sistemas binários com 1 estrela “invisível” onde a massa é muito grande para ser estrela de neutrons, é um candidato a BN

→ Sistemas binários com estrela ”invisível” onde ocorre transferência de matéria com formação de um disco de acreção que emite em R-X

Além disto, a interação com o campo magnético provoca a ejeção de partículas (jatos), que podem ser detectados.



Ciclo de uma Estrela Massiva



Evolução de estrelas massivas isoladas terminam como Supernova de tipo II. Quando explodem distribuem o material processado durante sua evolução para o Meio Interestelar, enriquecendo-o com elementos pesados.

Existem as SN de tipo Ia que é um fenômeno relacionado a binárias. Veremos na próxima aula....

Estágios Finais de Evolução Estelar - Síntese

...como estrelas de alta e baixa massa terminam suas vidas...

→ Uma **estrela de baixa massa** se transforma em **Nebulosa Planetária** durante sua evolução. Esta estrela **perde** parte de sua **massa** devido a perda do envelope.

Se a estrela restante tiver **massa $< 1,4 M_{\odot}$** a estrela vai evoluir para:

Anã Branca: que fica em equilíbrio devido a pressão dos elétrons degenerados e com o tempo não mais irradiará e se transformará em Anã Negra.

→ Uma **estrela de alta massa** se transforma em **Supernova de tipo II**.

Se após a explosão sobrar uma estrela com massa entre

$\sim 1,4 M_{\odot} < M < \sim 3-5 M_{\odot}$ a estrela evolui para:

Estrela de Nêutrons: fica em equilíbrio devido a pressão dos nêutrons degenerados.

--> Se o resto da estrela tiver **$M \geq 5 M_{\odot}$** :

Não haverá equilíbrio, nada segura o peso do resto da estrela, e a gravidade “vence” a pressão, desestabilizando o equilíbrio.

A densidade será imensa e ela evolui para um **BURACO NEGRO**

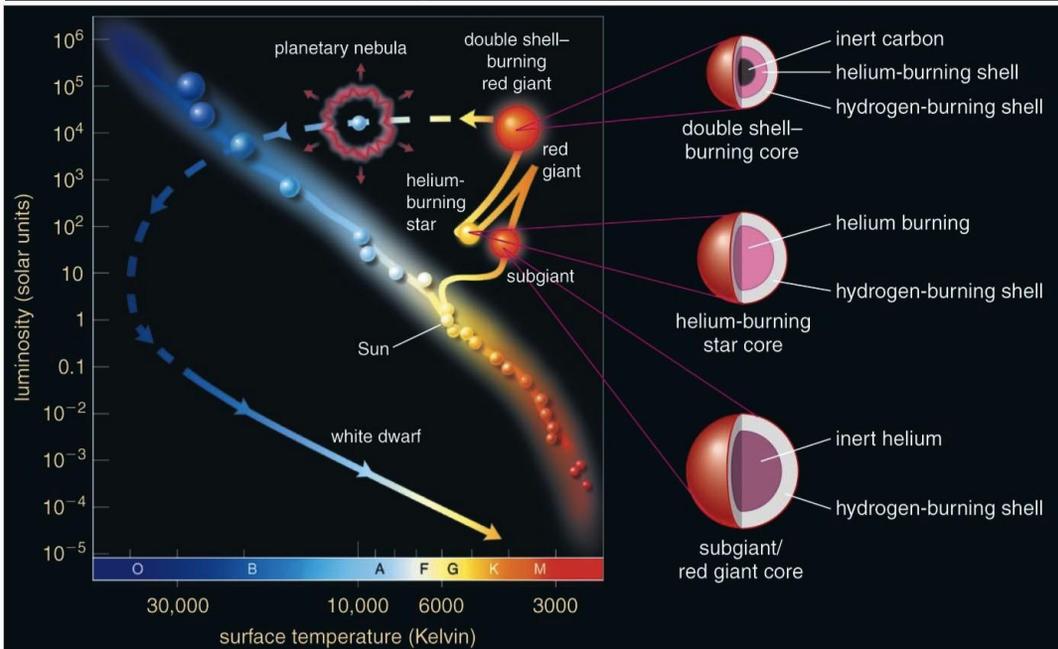
Comparação do Ciclo de Vida de uma Estrela Massiva & Estrela de Baixa Massa



Estrelas massivas evoluem para **Supernovas Tipo II**, e acabam em seus estágios finais de vida como **Estrelas de Neutrons**, se a massa da estrela que restou estiver entre os limites de

$$\sim 1,4 M_{\odot} < M < \sim 5M_{\odot}$$

Se a Massa $M \geq 5M_{\odot}$, evoluem para **Buracos Negros**

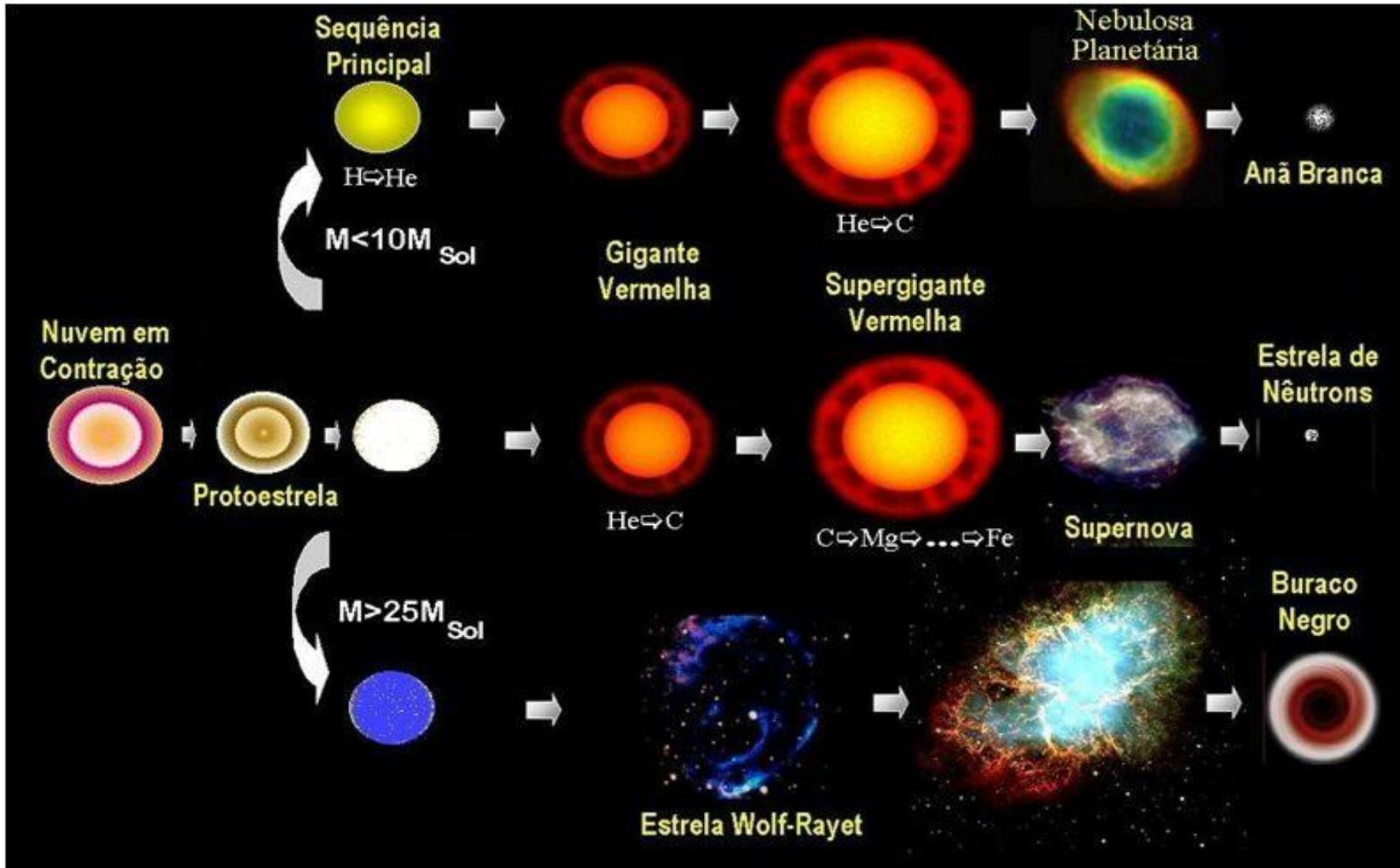


Ao explodirem ejetam o material pesado para o MIS, material este produzido durante todas as fases de evolução anteriores enriquecendo o meio com novos elementos pesados

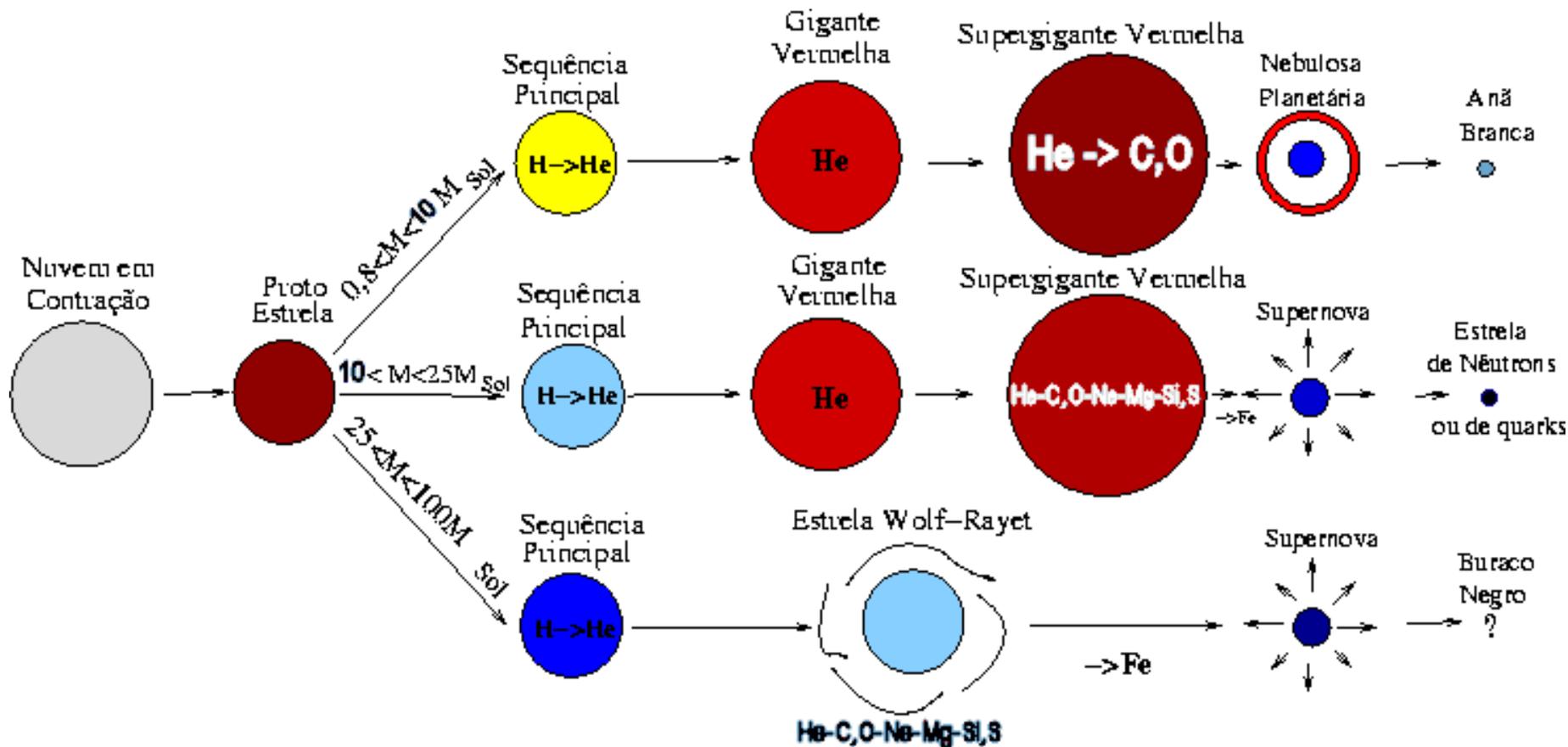
Estrelas de **baixa massa** evoluem para **Nebulosas Planetárias e Anãs Brancas**

Evolução Estelar

para estrelas de pequena e grande massa



Composição Química das Estrelas de Pequena e Grande Massa



Nucleossíntese estelar

A queima ou fusão nuclear, de elementos leves em pesados permite entender como surge a maior parte dos elementos químicos até o Fe.

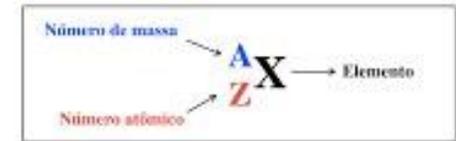
A captura de nêutron é o processo que produz elementos mais pesados que o Fe, ocorrendo no interior estelar em estágios avançados de evolução ou em eventos explosivos.

A nucleossíntese estelar explica a existência dos elementos químicos do carbono em diante. (Os elementos químicos são caracterizados pelo número de prótons no seu núcleo, ou número atômico Z).

Número Atômico → **1** → Peso Atômico → **1,00794**
 Símbolo Químico → **H**
 Nome do Elemento → **Hidrogênio**

1A (1)	2A (2)	3B (3)	4B (4)	5B (5)	6B (6)	7B (7)	8B (8)	9B (9)	10B (10)	11B (11)	12B (12)	3A (13)	4A (14)	5A (15)	6A (16)	7A (17)	8A (18)
1 100794 H Hidrogênio	2 4002602 He Hélio	3 6,941 Li Lítio	4 9,012182 Be Berílio	5 9,012182 B Boro	6 12,0107 C Carbono	7 14,00674 N Nitrogênio	8 15,9994 O Oxigênio	9 18,99840 F Flúor	10 20,1797 Ne Neônio	11 22,989770 Na Sódio	12 24,3050 Mg Magnésio	13 26,98153 Al Alumínio	14 28,0855 Si Silício	15 30,9737 P Fósforo	16 32,006 S Enxofre	17 35,4527 Cl Cloro	18 39,948 Ar Argônio
19 39,0983 K Potássio	20 40,078 Ca Cálcio	21 44,9559 Sc Escândio	22 47,867 Ti Titânio	23 50,9415 V Vanádio	24 51,9661 Cr Cromo	25 54,938 Mn Manganês	26 55,845 Fe Ferro	27 58,9332 Co Cobalto	28 58,6934 Ni Níquel	29 63,546 Cu Cobre	30 65,39 Zn Zinco	31 69,723 Ga Gálio	32 72,61 Ge Germânio	33 74,9216 As Arsênio	34 78,96 Se Selênio	35 79,904 Br Bromo	36 83,8 Kr Criptônio
37 85,4678 Rb Rubídio	38 87,62 Sr Estrôncio	39 88,905 Y Ítrio	40 91,224 Zr Zircônio	41 92,906 Nb Nióbio	42 95,94 Mo Molibdênio	43 96,049 Tc Técncio	44 101,07 Ru Rutênio	45 102,9055 Rh Ródio	46 106,42 Pd Paládio	47 107,8682 Ag Prata	48 112,411 Cd Cádmio	49 114,818 In Índio	50 118,71 Sn Estanho	51 121,75 Sb Antimônio	52 127,6 Te Telúrio	53 126,9044 I Iodo	54 131,29 Xe Xenônio
55 132,90545 Cs Césio	56 137,327 Ba Bário	57 71 La Lantânio	58 178,49 Hf Háfnio	59 178,49 Ta Tântalo	60 183,84 W Tungstênio	61 186,207 Re Rênio	62 190,23 Os Ósmio	63 192,227 Ir Iridio	64 195,078 Pt Platina	65 196,966 Au Ouro	66 200,59 Hg Mercúrio	67 204,3833 Tl Tálio	68 207,2 Pb Chumbo	69 208,9803 Bi Bismuto	84 210 Po Polônio	85 210 At Astato	86 222 Rn Radônio
87 223,0197 Fr Frâncio	88 226,0254 Ra Rádio	89 ** Ac Actínio	103 261,11 Rf Rutherfordio	104 262,11 Db Dubnio	105 263,11 Sg Seabórgio	106 263,11 Bh Bohrio	107 262,12 Hs Hássio	108 269 Mt Meitnênio	110 269 Uun Unúnio	111 272 Uuu Unúmbio	112 277 Uub Unúmbio						

Número atômico e número de massa



$$A = Z + n = p + n$$

Z → Número de prótons
 n → Número de nêutrons

$Z = p$: Determina o elemento químico do átomo.

No estado fundamental o nº de $p = n^\circ$ de e^- do átomo.

*	138,9055 57 La Lantânio	140,116 58 Ce Cério	140,9076 59 Pr Praseodímio	144,24 60 Nd Neodímio	145,7 61 Pm Promécio	150,36 62 Sm Samário	151,964 63 Eu Európio	157,25 64 Gd Gadolínio	158,9253 65 Tb Terbóbio	162,50 66 Dy Dísprosio	164,9303 67 Ho Hólmio	167,26 68 Er Érbio	168,9342 69 Tm Tulio	173,04 70 Yb Íterbio	174,967 71 Lu Lutécio
**	227 89 Ac Actínio	232,0381 90 Th Tório	231,0358 91 Pa Protactínio	238,0289 92 U Urânio	237 93 Np Neptúnio	244 94 Pu Plutônio	243 95 Am Americânio	247 96 Cm Cúrio	247 97 Bk Berquélio	251 98 Cf Califórnio	252 99 Es Einsteinio	257 100 Fm Férmio	258 101 Md Mendelevio	259 102 No Nobélio	262 103 Lr Laurêncio

■ Hidrogênio
 ■ Metais
 ■ Semi-metais
 ■ Não-metais
 ■ Gases nobres

Nucleossíntese por captura de nêutrons

- Pelo processo de **captura lenta de nêutrons (chamado processo-s)** são sintetizados elementos pesados, até o Bismuto (elemento não radiativo mais pesado). É uma reação nuclear onde os neutrons se combinam com núcleos atômicos via colisão. Ocorre em estágios avançados da evolução de estrelas tanto de baixa como de alta massa
- A **captura rápida de nêutrons (processo-r)** sintetiza elementos até o Urânio. Ocorre em eventos explosivos, como **supernovas** e **fusão de estrelas de nêutrons**. As esrtelas progenitoras são estrelas de alta massa.

1A																	2	
H 1.007																	He 4.002	
2A												3B	4B	5B	6B	7B		
Li 6.941	Be 9.012											B 10.81	C 12.01	N 14.00	O 15.99	F 18.99	Ne 20.17	
3												4	5	6	7	8	9	10
Na 22.98	Mg 24.30											Al 26.98	Si 28.08	P 30.97	S 32.06	Cl 35.45	Ar 39.94	
11												12	13	14	15	16	17	18
K 39.09	Ca 40.07	Sc 44.95	Ti 47.86	V 50.94	Cr 51.99	Mn 54.93	Fe 55.84	Co 58.93	Ni 58.69	Cu 63.54	Zn 65.39	Ga 69.72	Ge 72.64	As 74.92	Se 78.96	Br 79.90	Kr 83.80	
19		20	21	22	23	24	25	26	27	28	29	30	31	32	33	34	35	36
Rb 85.46	Sr 87.62	Y 88.90	Zr 91.22	Nb 92.90	Mo 95.94	Tc 99	Ru 101.0	Rh 102.9	Pd 106.4	Ag 107.8	Cd 112.4	In 114.8	Sn 118.7	Sb 121.7	Te 127.6	I 126.9	Xe 131.2	
37		38	39	40	41	42	43	44	45	46	47	48	49	50	51	52	53	54
Cs 132.9	Ba 137.3	La 138.9	Hf 178.4	Ta 180.9	W 183.8	Re 186.2	Os 190.2	Ir 192.2	Pt 195.0	Au 196.9	Hg 200.5	Tl 204.3	Pb 207.2	Bi 208.9	Po 210	At 210	Rn 222	
55		56	57	72	73	74	75	76	77	78	79	80	81	82	83	84	85	86
Fr 223	Ra 226	Ac 227	Rf 261	Db 262	Sg 263	Bh 262	Hs 265	Mt 266	Ds 281	Rg 272	Uub 277	Uut ---	Uuq ---	Uup ---	Uuh ---	Uus ---	Uuo ---	
87		88	89	104	105	106	107	108	109	110	111	112	113	114	115	116	117	118

Ce 140.1	Pr 140.9	Nd 144.2	Pm 145	Sm 150.3	Eu 151.9	Gd 157.2	Tb 158.9	Dy 162.5	Ho 164.9	Er 167.2	Tm 168.9	Yb 173.0	Lu 174.9	
58		59	60	61	62	63	64	65	66	67	68	69	70	71
Th 232.0	Pa 231.0	U 238.0	Np 237.0	Pu 244	Am 243	Cm 247	Bk 247	Cf 251	Es 254	Fm 257	Md 260	No 259	Lr 262	
90		91	92	93	94	95	96	97	98	99	100	101	102	103