

Evolução de Estrelas de Alta Massa

Supernova Tipo II
Estrelas de Nêutrons
Pulsares
Buracos Negros

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....

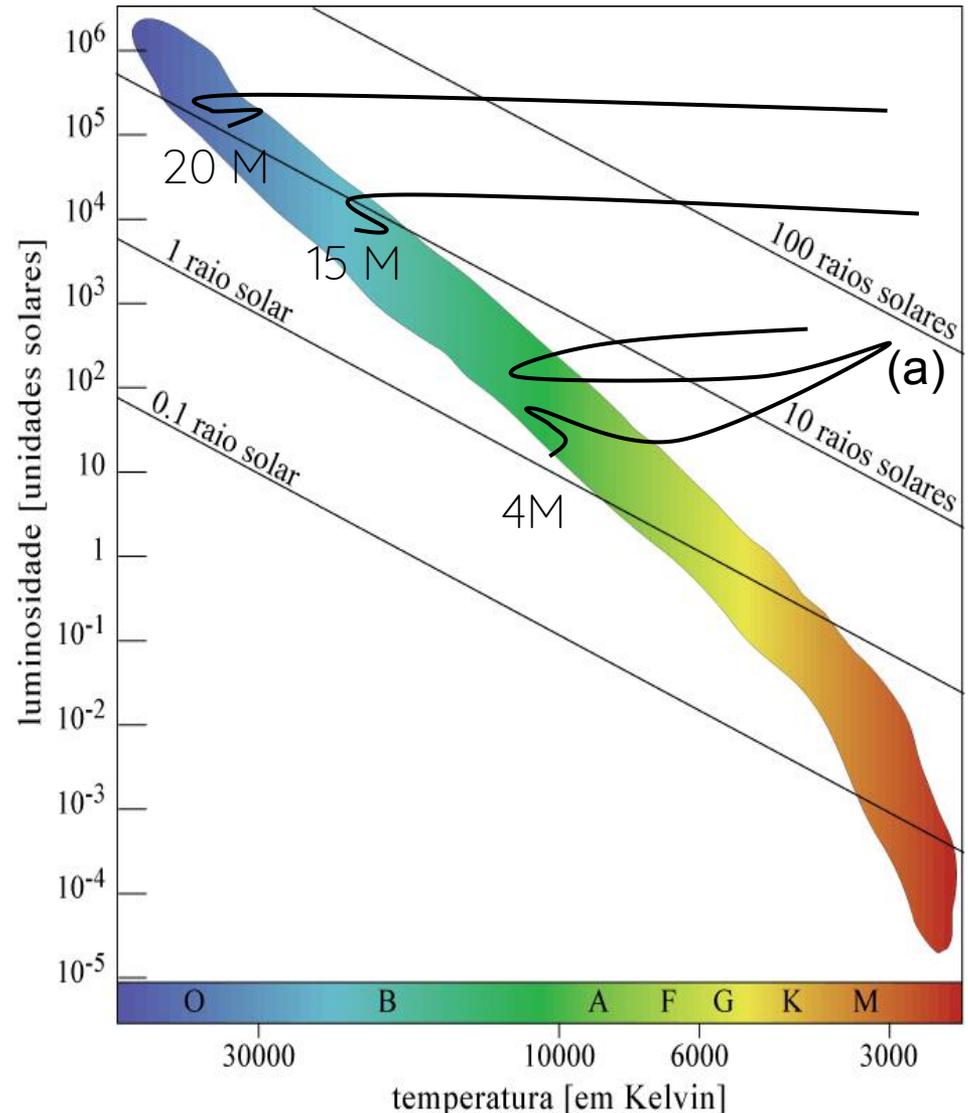
Estrelas de Alta Massa

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

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**



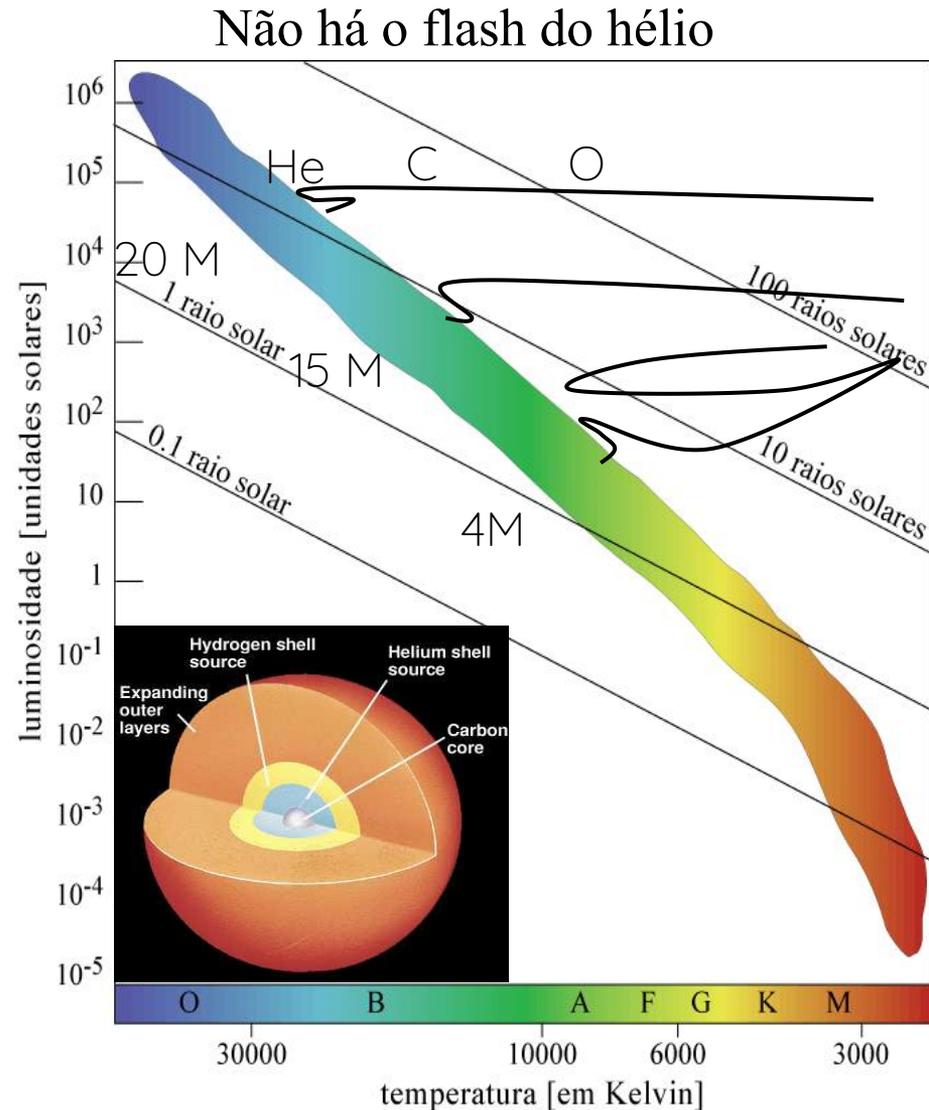
Evolução de Estrelas Isoladas de Alta Massa

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 ($F_g = F_p$) e instabilidades ($F_g > F_p$) em diferentes camadas da estrela.

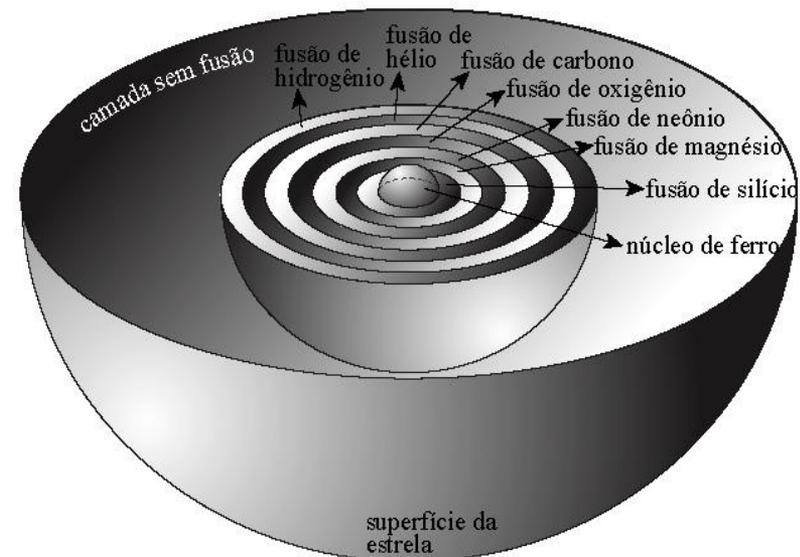
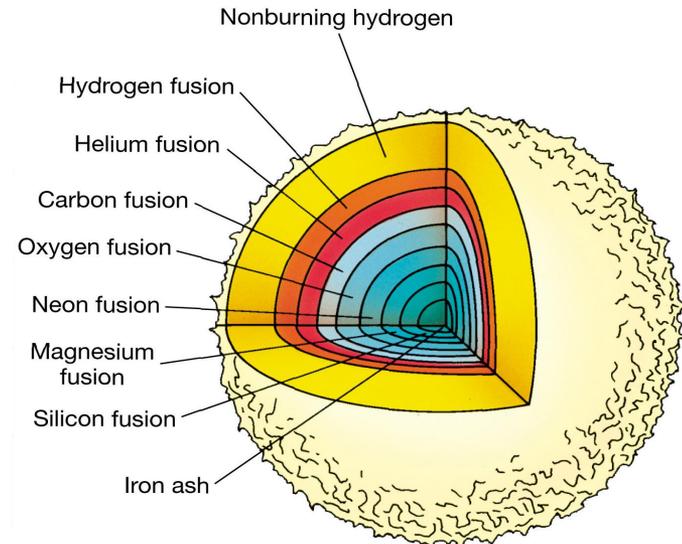


Estrelas de Alta Massa ($M > 8 M_{\text{sol}}$)

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

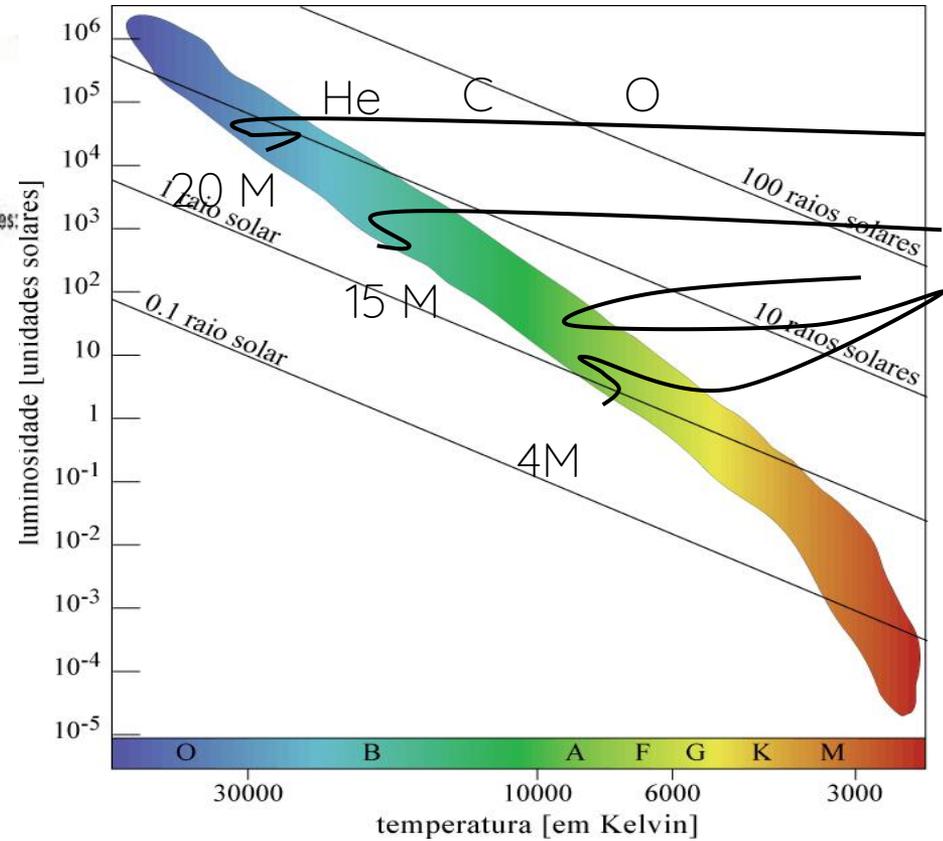
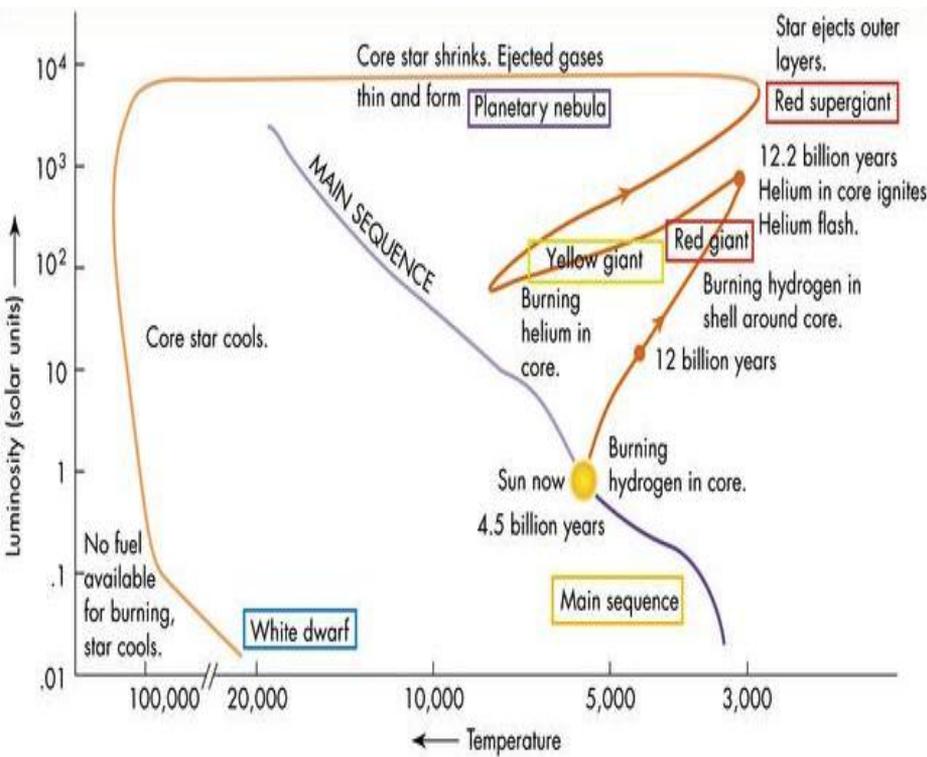
Para uma estrela com $20 M_{\odot}$, a escala de tempo em diferentes fases de queima de combustível, desde o hidrogênio até o ferro é da ordem de :

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



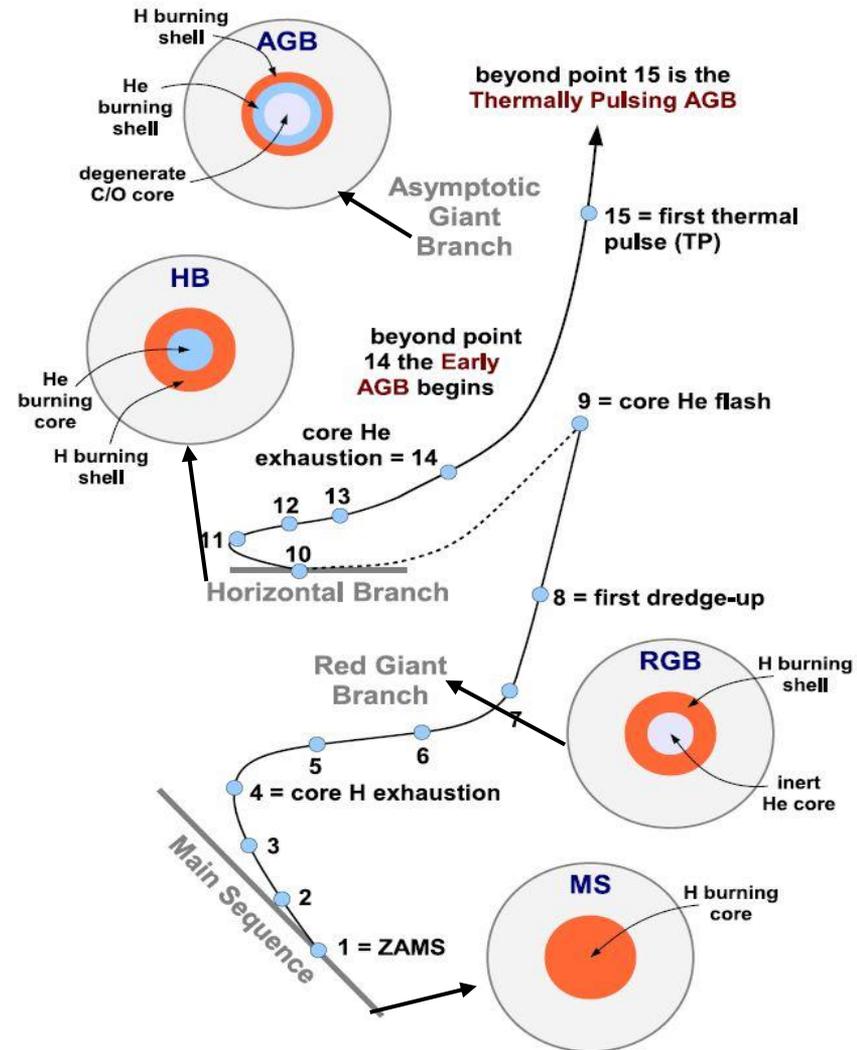
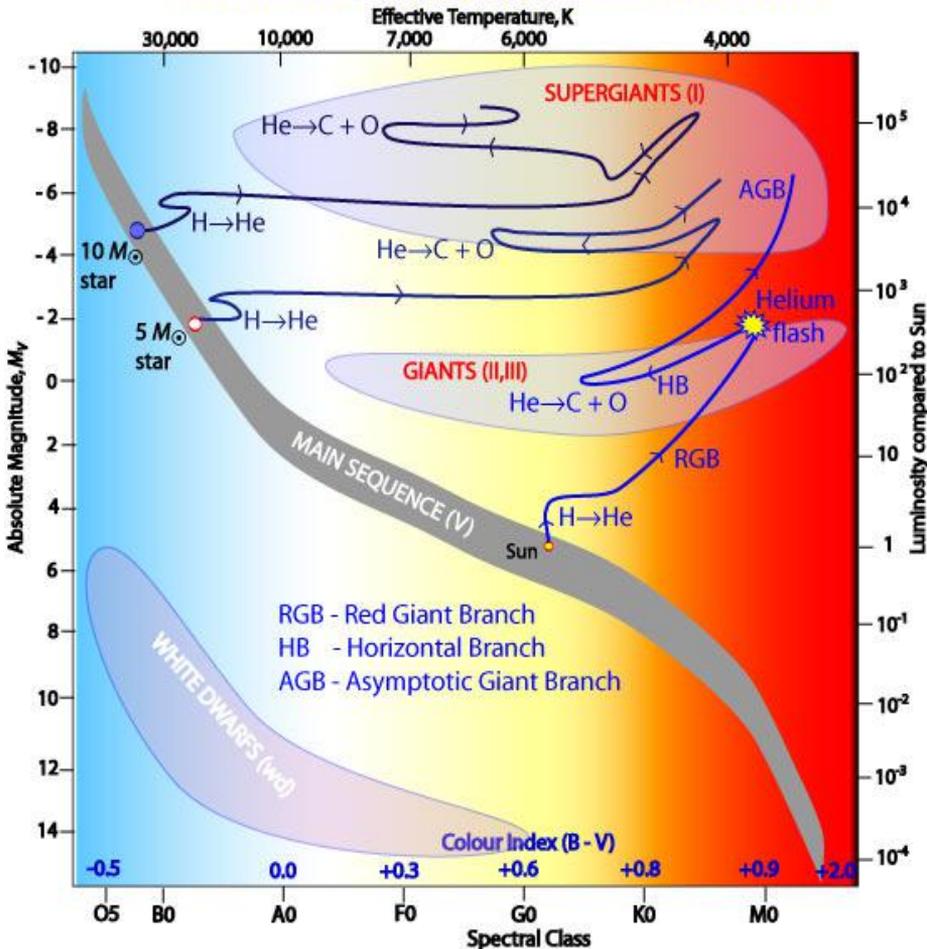
Estrutura de camadas (“cebola”)

Comparação de Trajetórias Evolutivas de Estrelas de Baixa e Alta Massa

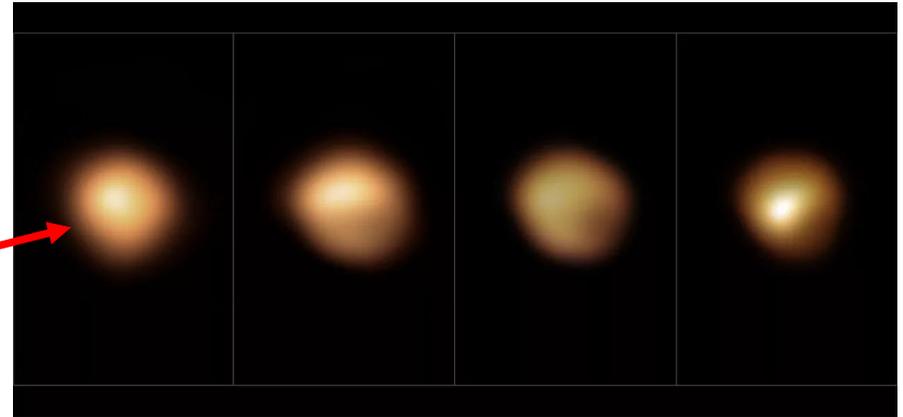
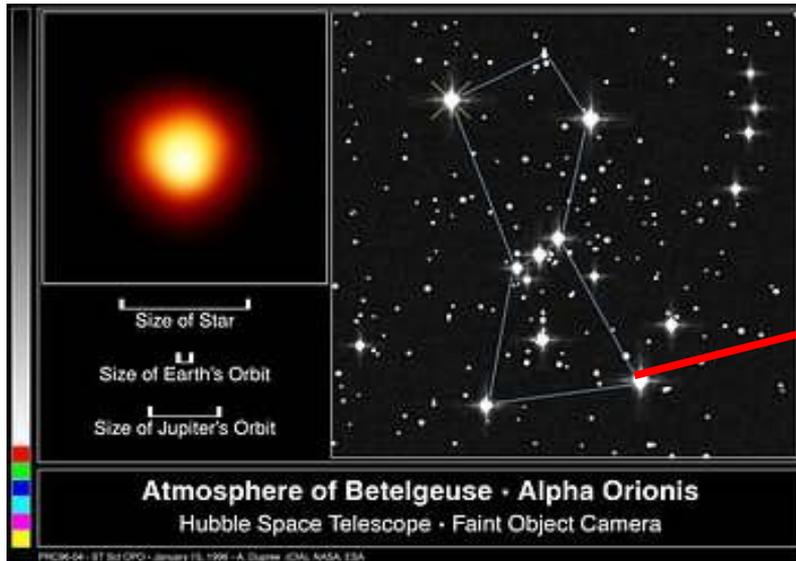


Trajatórias Evolutivas e a Estrutura Interna em cada fase dos grandes grupos do D-HR ($M > 8 M_{\odot}$)

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 $\sim 5 \text{ U.A.}$

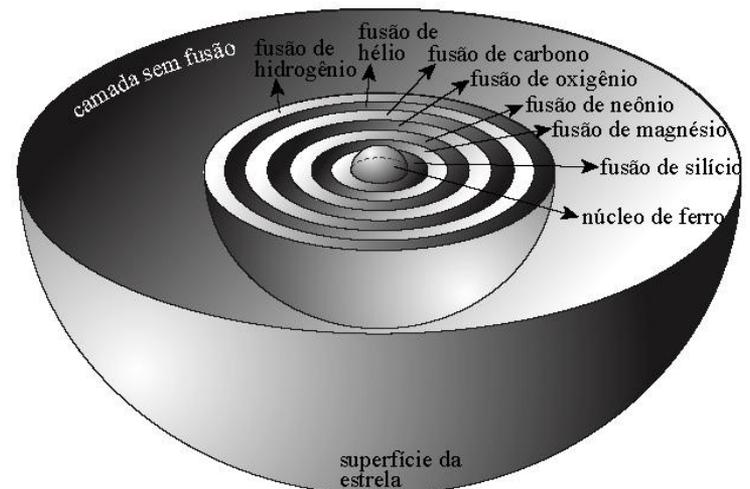
(órbita de Júpiter).

Temperatura na superfície: 3.500 K

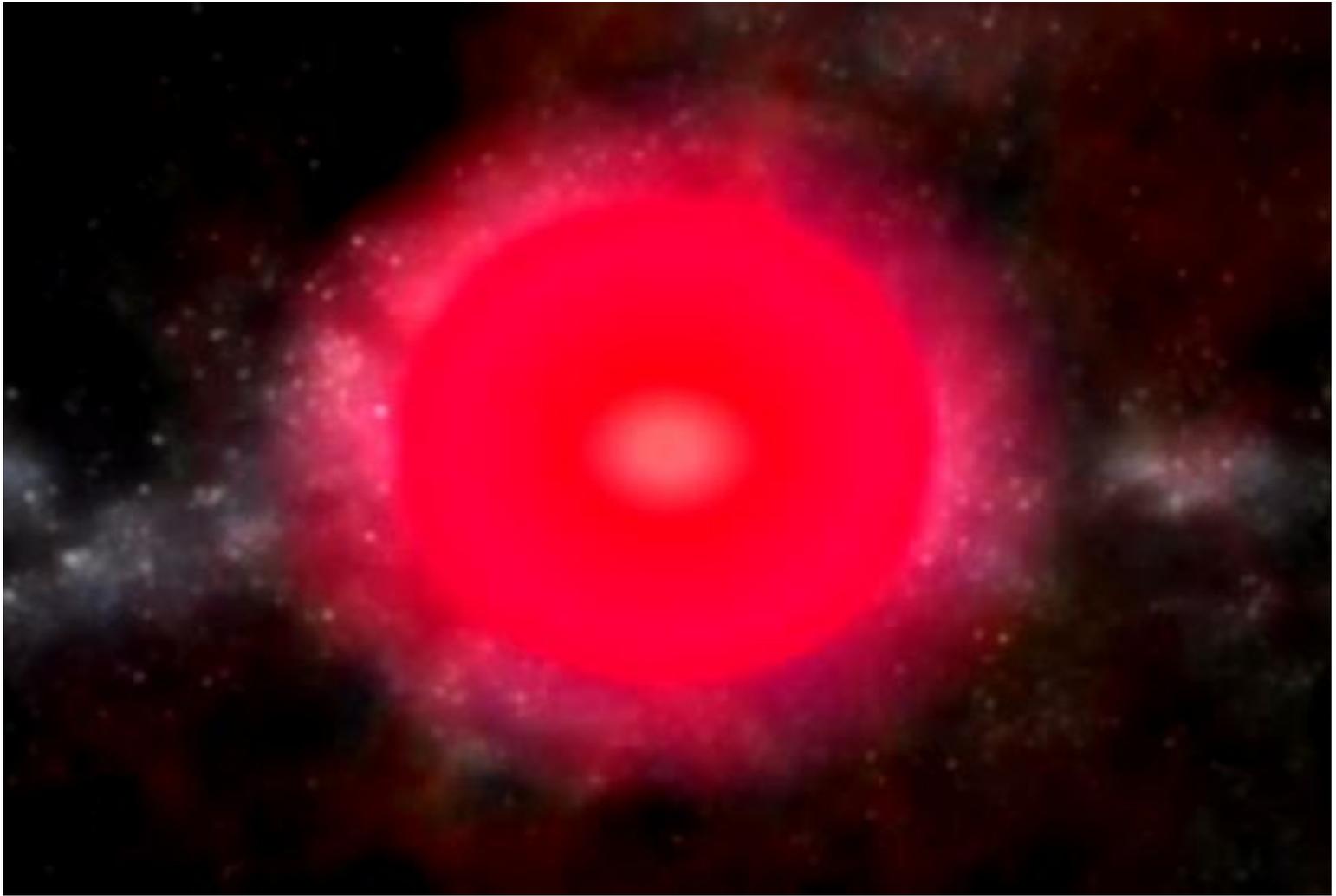
Massa: $2,188 \times 10^{31} \text{ kg}$ ($11 M_{\odot}$)

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

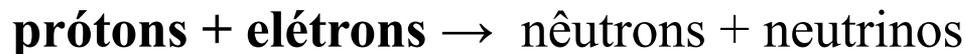
No caroço de ferro não há mais produção de energia, a contração gravitacional acelera e a temperatura aumenta....

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 ($\sim 10^{18} \text{ kg} \cdot \text{m}^{-3}$) 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.

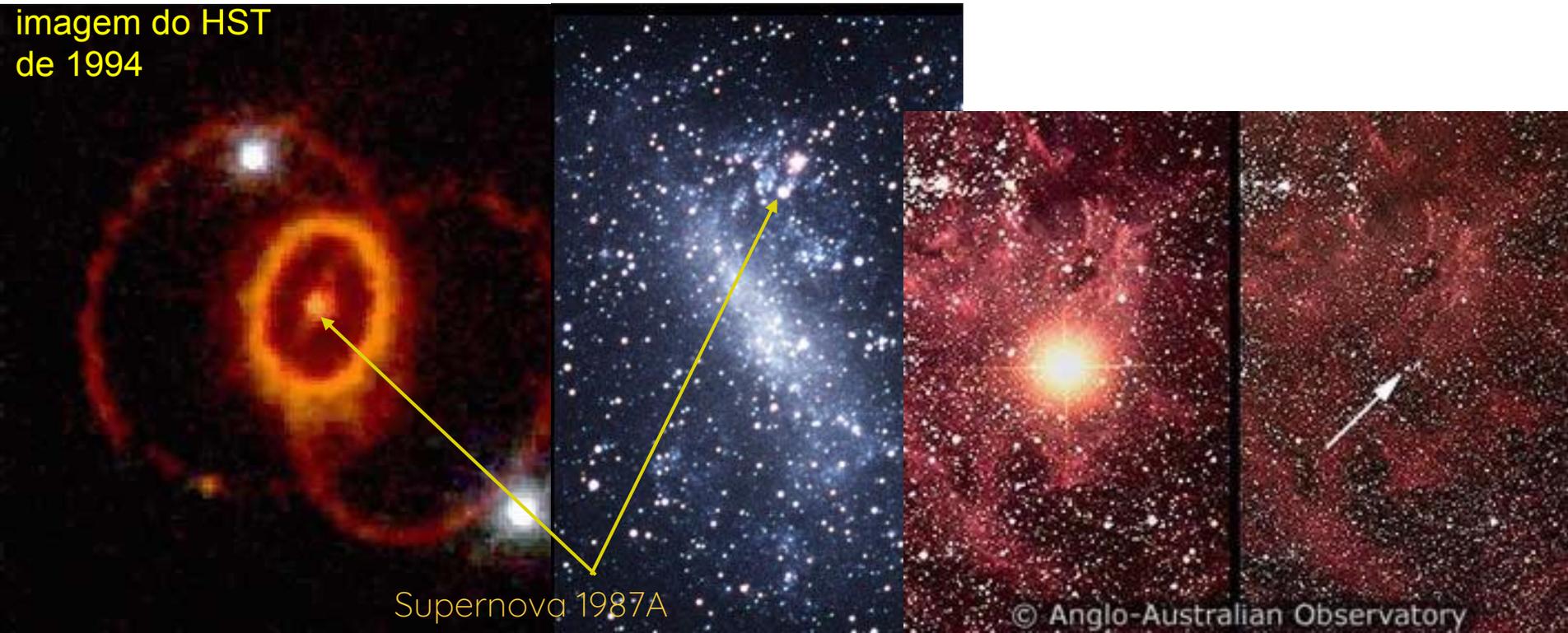
Explosão de Supernova

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.

imagem do HST
de 1994



Supernova

Supernova em outra galáxia (note seu brilho em comparação com o resto da galáxia).
Como são muito brilhantes, podemos observá-las de longe.



Supernovas

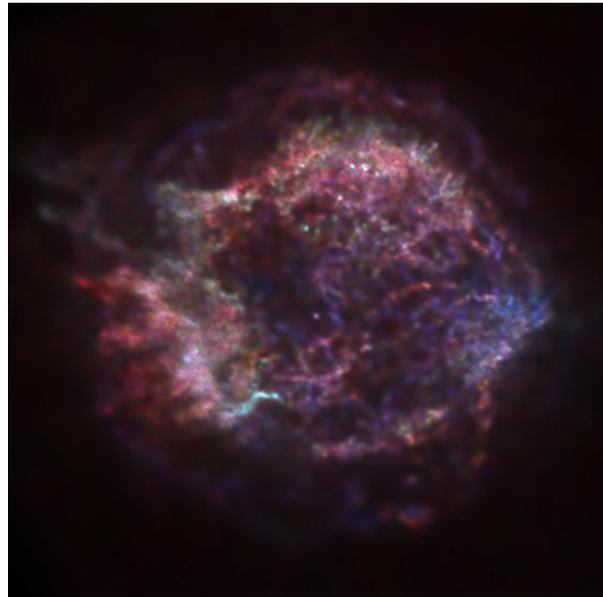
A **supernova** formada pelo **colapso do caroço** é chamada de **Tipo II**.

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

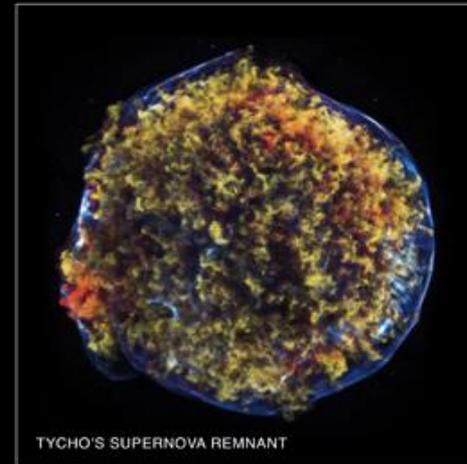


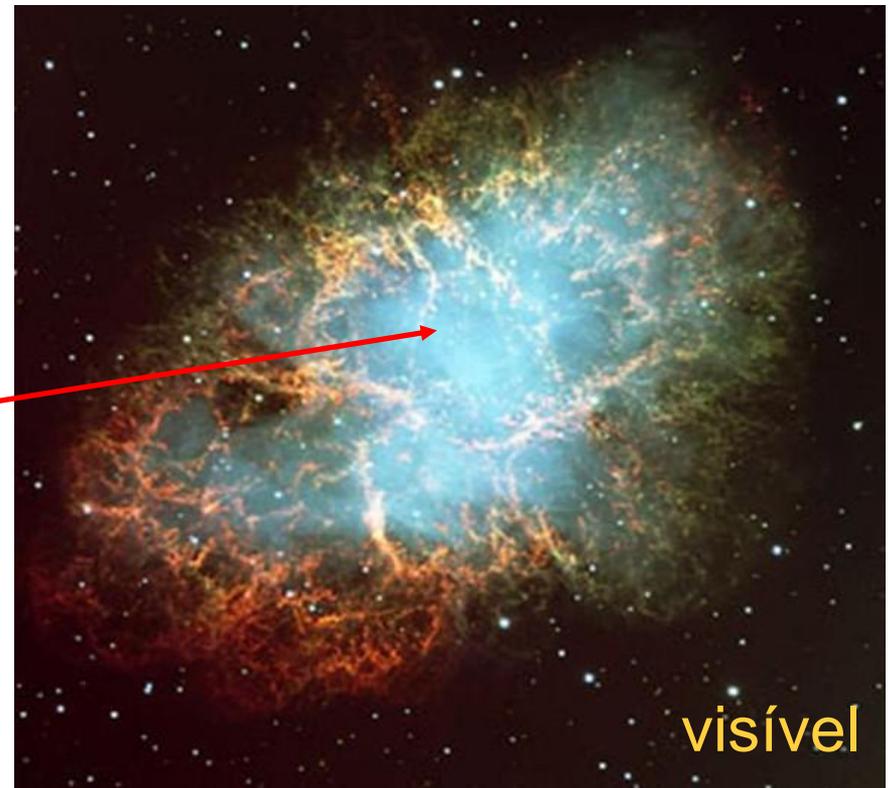
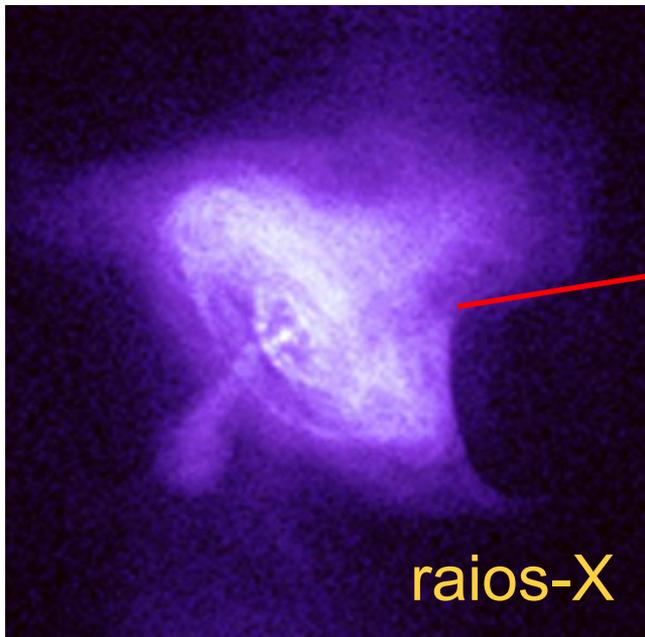
Imagem do Telescópio Espacial Chandra de quatro remanescentes de supernovas (SN) na nossa Galáxia, SN1054: Nebulosa do Caranguejo, G292.0+1.8: SNIa a 22 mil anos-luz, no Centauro, SN1572: Tycho e SN1181: 3C58. O número ao lado de SN indica o ano de observação

Remanescente de Supernovas

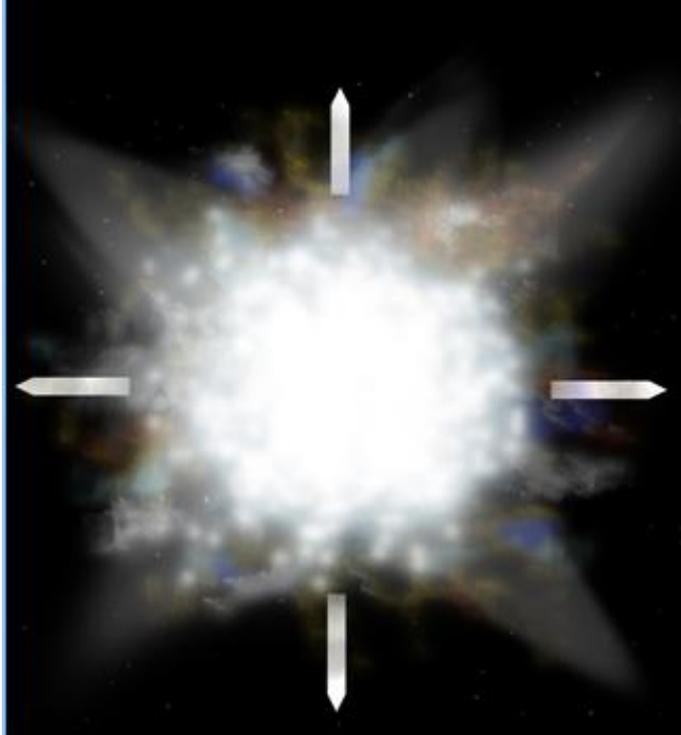
Mais conhecida é a Nebulosa do Caranguejo ou SN 1054 (constelação de Touro), está a 2000 pc de distância ou 6520 a.l.

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

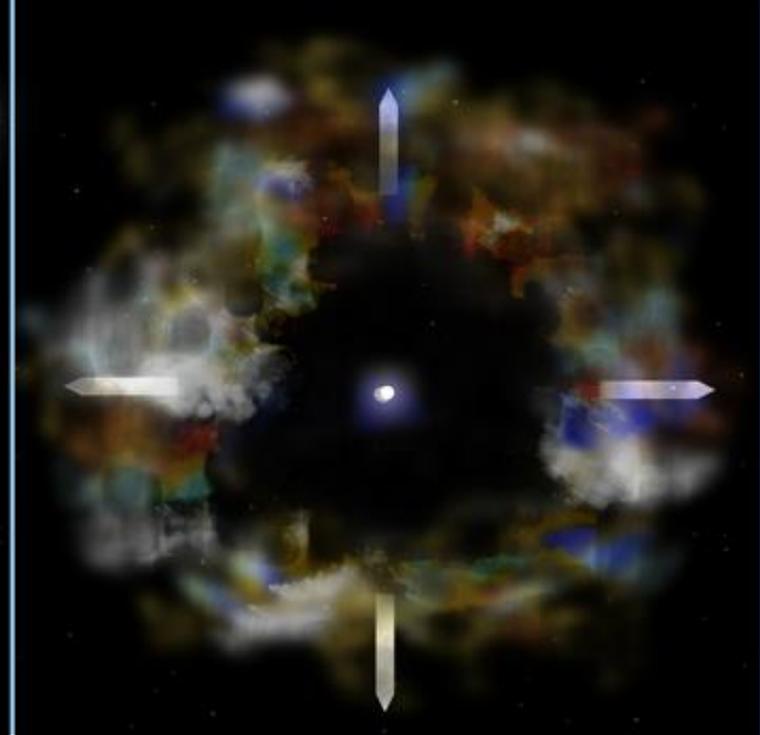
Região central com 1 estrela de neutrons e intensa emissão em R-X, Rádio e Raios Gama (uma das mais brilhantes em R-gama). Pulsar do Caranguejo



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:

elétrons + próton \rightarrow **nêutron** + neutrino* (ν)

Apenas estrelas com $M < 1,4M_{\odot}$ podem ser 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).

* 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 por 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** $\sim 10\text{-}20$ km!
- **Densidade** $1 \times 10^{14} < \mathbf{D} \text{ (g/cm}^3\text{)} < 1 \times 10^{15}$ (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

...estrela de neutrons com rápida rotação

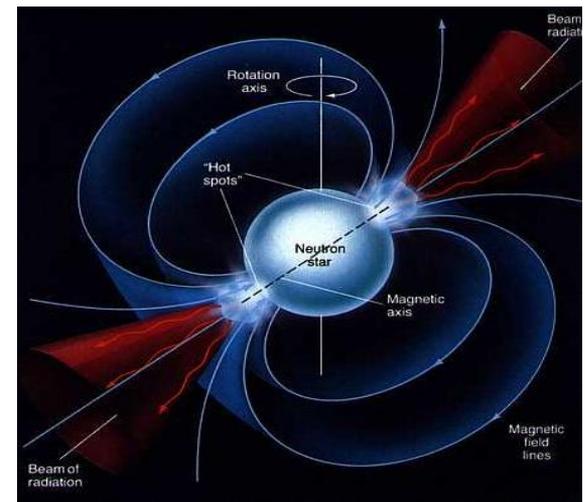
Pulsares são caracterizados por rápidos "flashes" de radiação com pulsos da ordem de segundos, particularmente em **rádio**, mas também, e menos comum, em **R-X e R-gama**.

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>



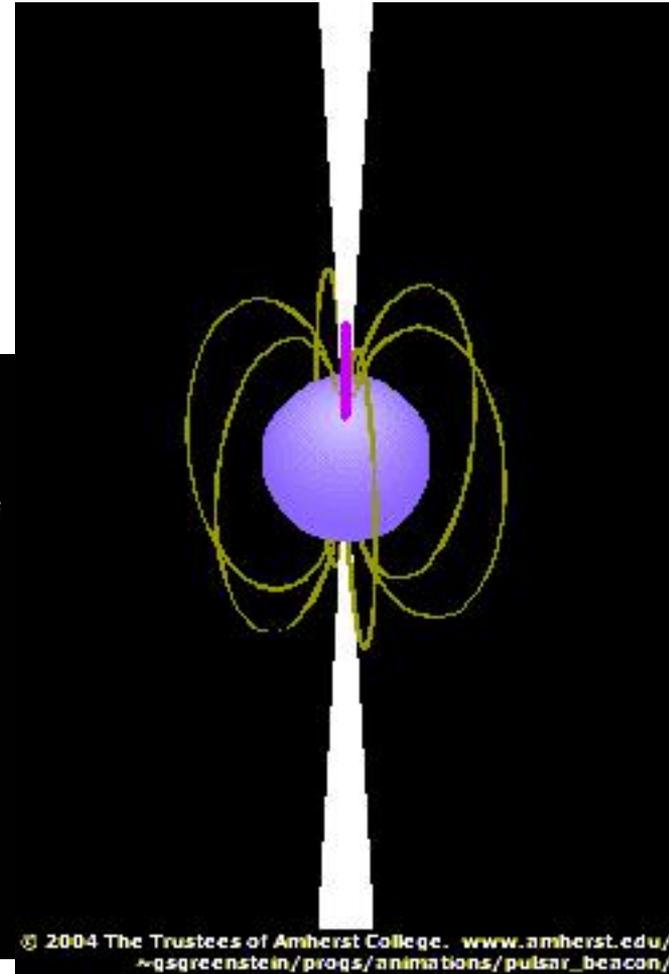
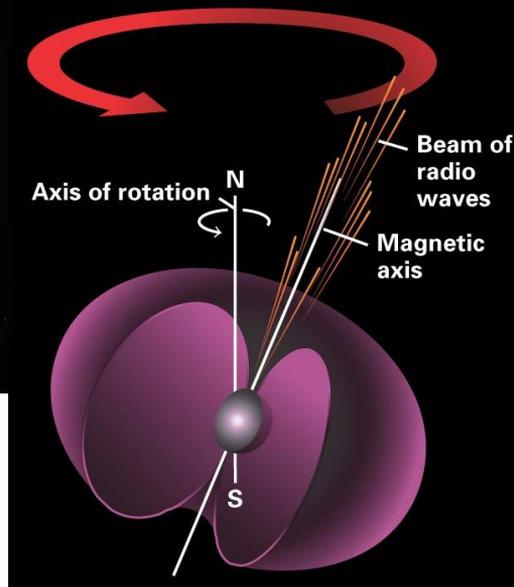
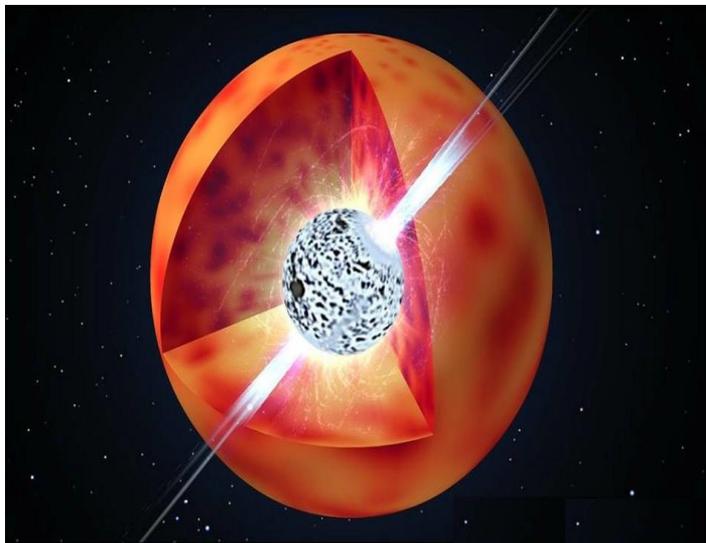
- Assim, partículas e radiação são emitidos na direção dos pólos magnéticos do pulsar.

Pulsar

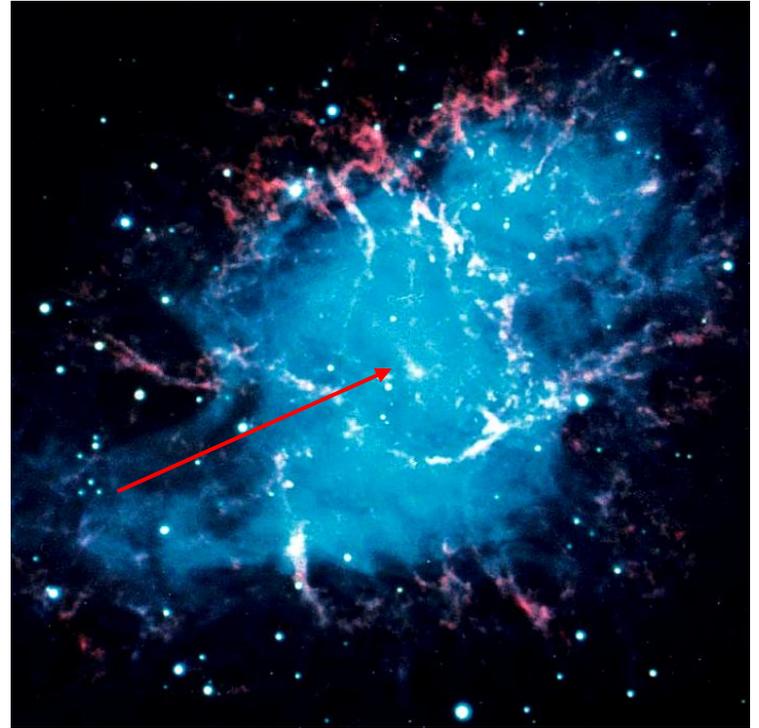
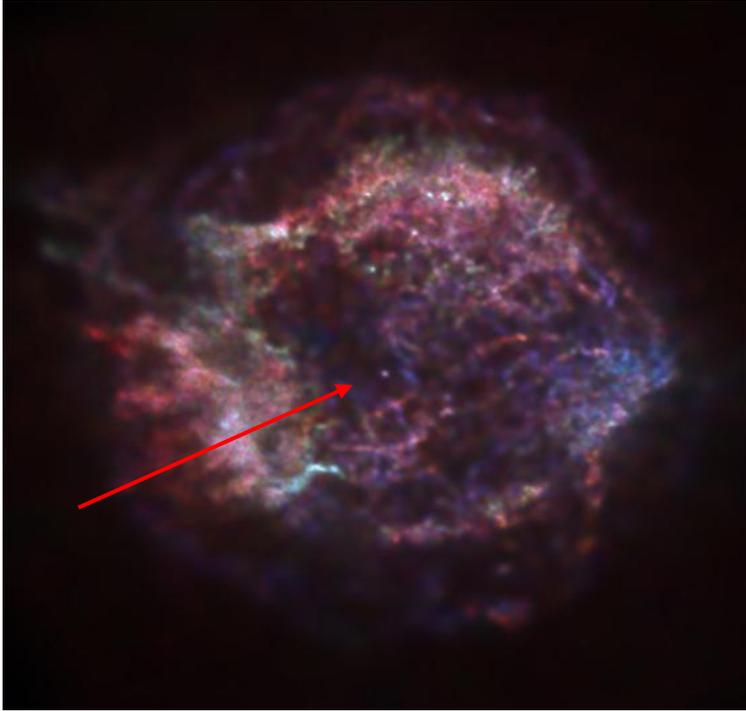
O pulso de um pulsar dura entre alguns segundos até alguns milissegundos (giram muito rapidamente).

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

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

Se o caroço colapsado na 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 parar o colapso.

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 condição física onde um certo valor de **massa mínima** é reunida em um **volume extremamente pequeno no espaço-tempo**, 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...**

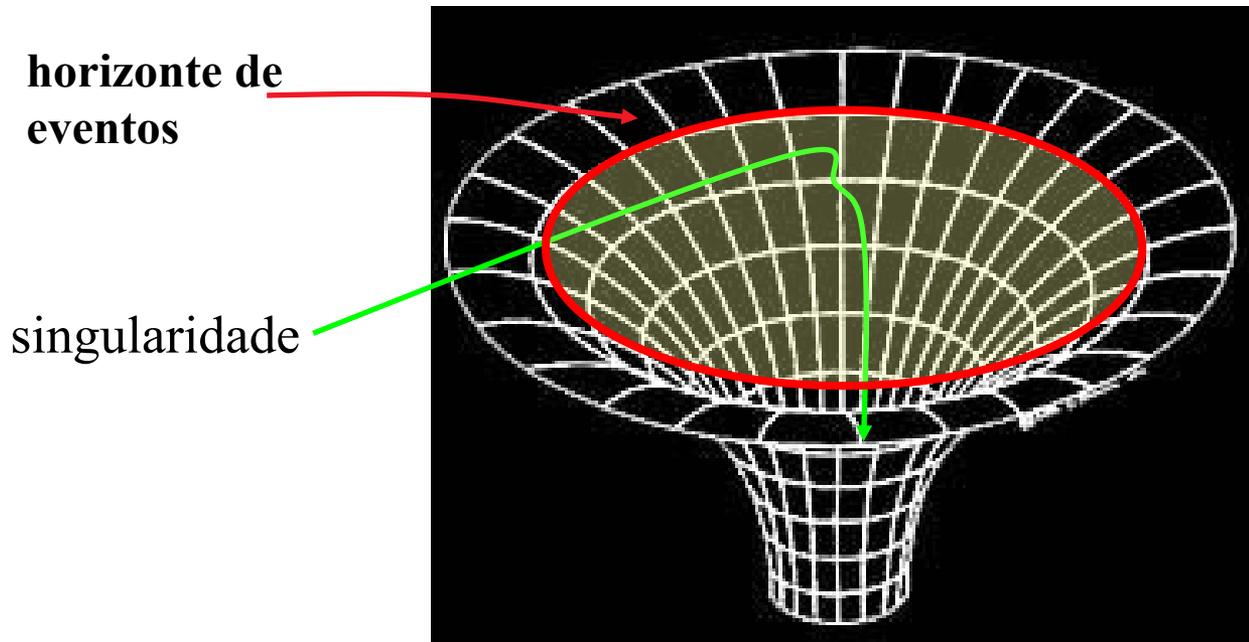
Colapso continua -> gravidade superficial (g_s) da estrela aumenta muito-> afeta os fótons de luz-> a **luz não consegue escapar** -> **horizonte de eventos**

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



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:

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

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

Como nenhum objeto pode viajar com velocidade acima da velocidade da luz no espaço-tempo, 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** teria 17,7 km de diâmetro e densidade $1,2 \times 10^{14} \text{ g/cm}^3$
(120 mil toneladas/mm³)

Buraco Negro

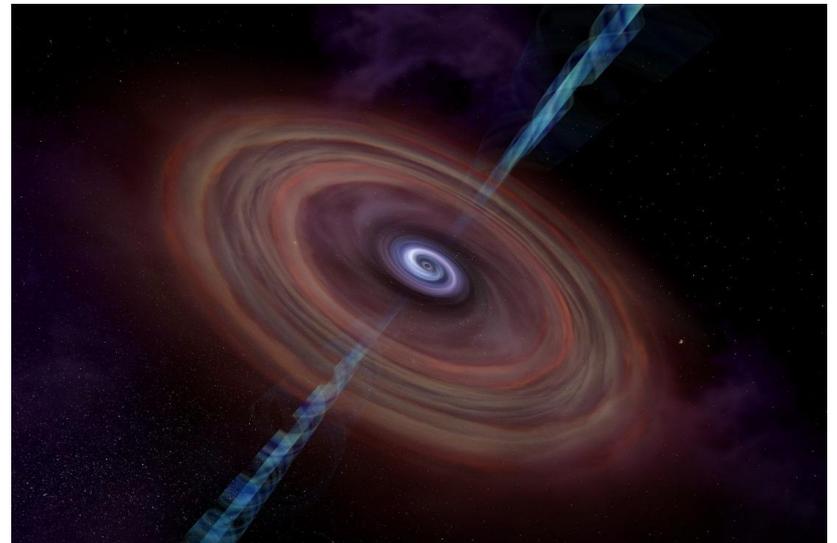
BN não podem ser observados diretamente já que não podemos detectar a luz

Podemos perceber sua presença pelos efeitos gravitacionais

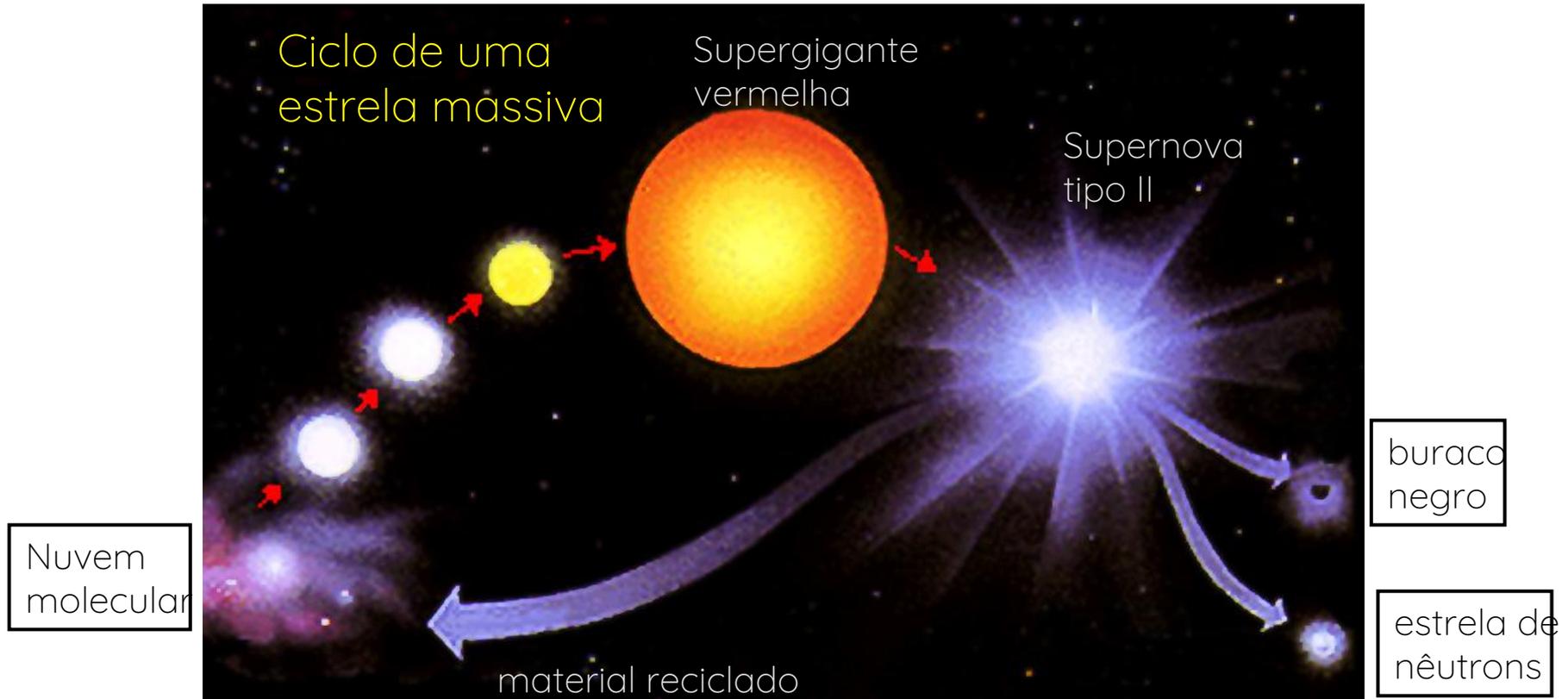
→ Sistemas binários com 1 estrela “invisível” onde a massa é muito grande para ser estrela de neutrons, é um candidato a BN

→ 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....

Síntese: Estágios Finais da Evolução Estelar

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

→ Uma **estrela de baixa massa** se transforma em **Nebulosa Planetária** durante sua evolução. Devido a perda do envelope durante o processo de evolução, a estrela **perde** parte de sua **massa**.

Se a estrela restante tiver **massa $< 1,4 M_{\odot}$** , vai evoluir para **Anã Branca**: esta atinge o 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**.

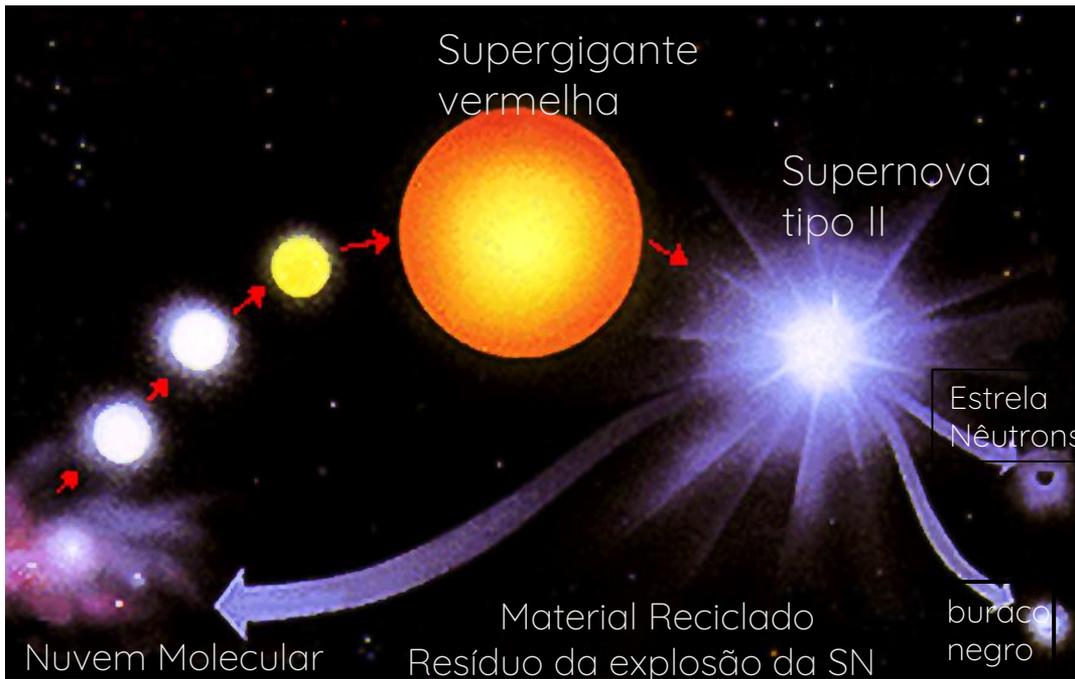
Se após a explosão restar uma estrela com massa entre **$1,4 M_{\odot} < 1 M_{\odot} < 3-5 M_{\odot}$** a estrela evolui para **Estrela de Nêutrons** e atinge o equilíbrio devido a pressão dos nêutrons degenerados. Com alta rotação é detectada como **Pulsar**

→ 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 do gás, desestabilizando e causando desequilíbrio.

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

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



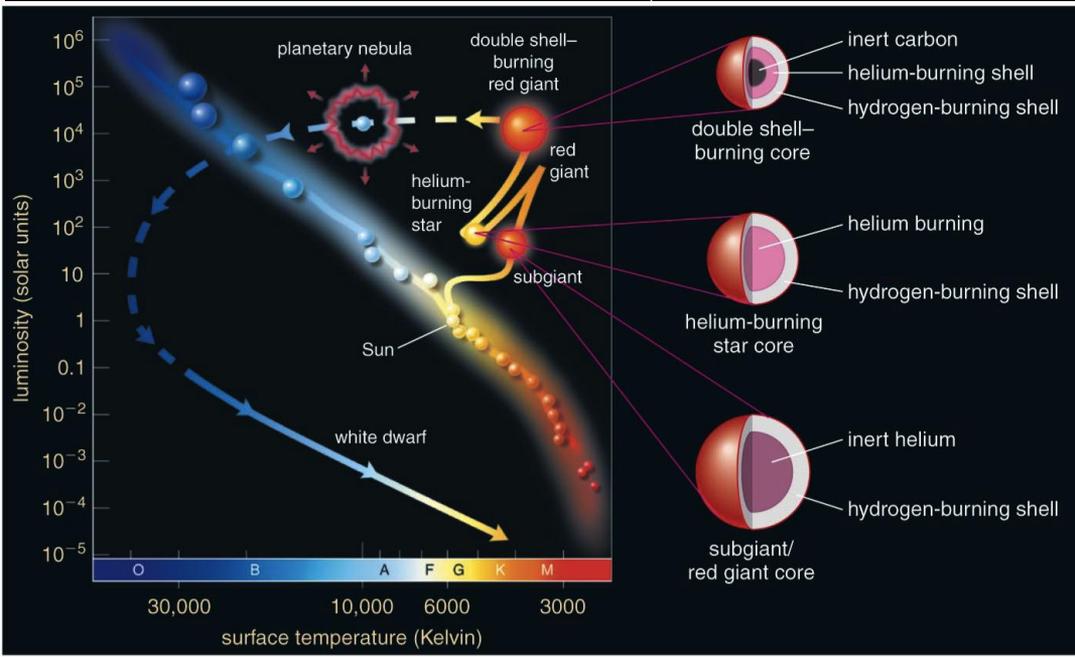
Estrelas massivas evoluem para **Supernovas Tipo II**, e acabam em seus estágios finais de vida como **Estrelas de Neutrons**, se a massa da estrela que restou estiver entre os limites de

$$\sim 1,4 M < M < \sim 5M$$

Se a **Massa $M \geq 5M$** , evoluem para **Buracos Negros**

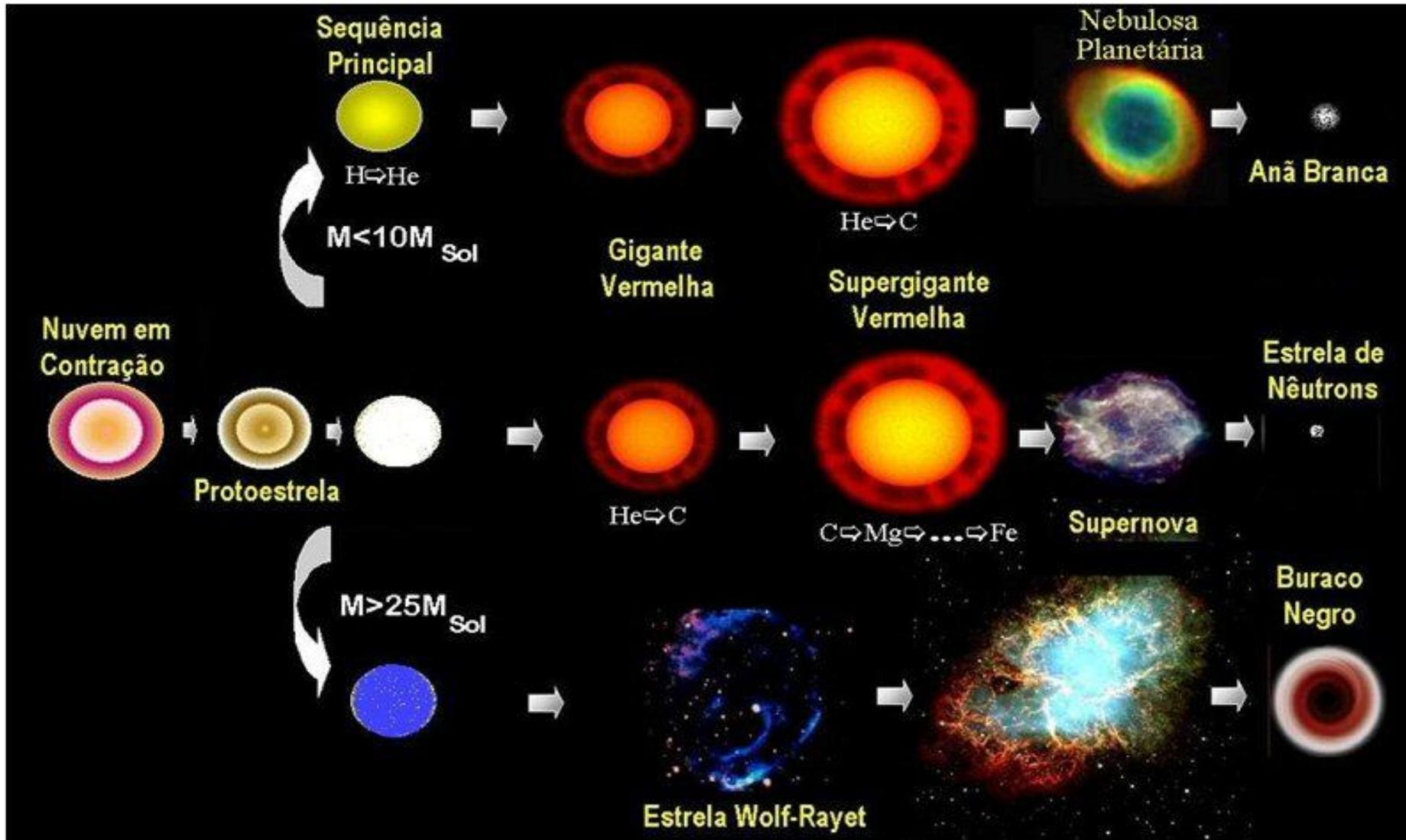
Ao explodirem ejetam o material pesado para o **MIS**, material este produzido durante todas as fases de evolução anteriores enriquecendo o meio com novos elementos pesados

Estrelas de **baixa massa** evoluem para **Nebulosas Planetárias e Anãs Brancas** e terminam suas vidas como **Anã Negra**



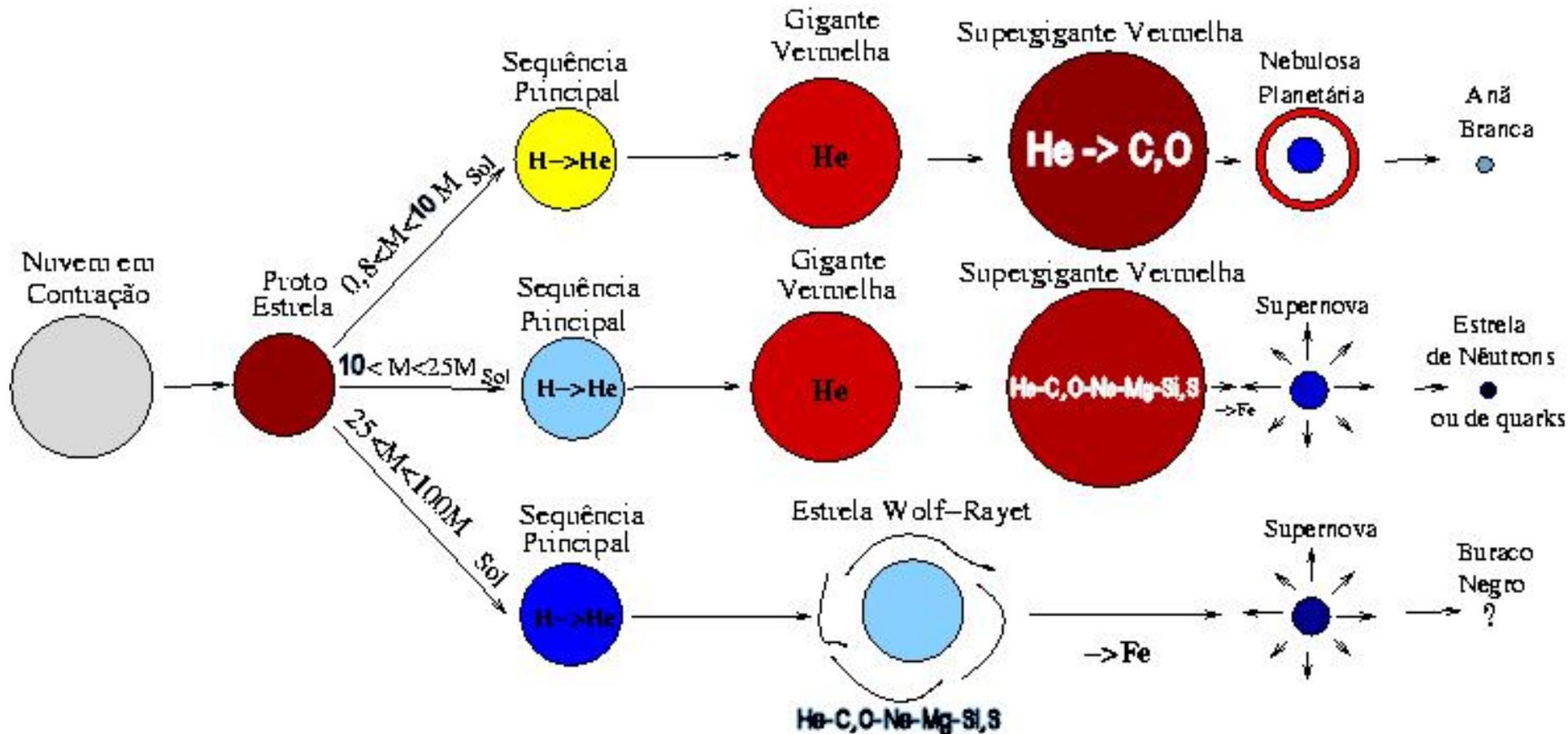
Fases da Evolução Estelar

...para estrelas de pequena e grande massa



Estrutura Química das Estrelas

....de pequena e grande Massa



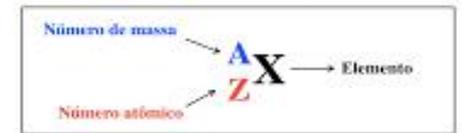
A queima, ou reações termonucleares, dos elementos leves em pesados permite entender como surge a maior parte dos elementos químicos até o Fe (26p+30n) que constam da Tabela Periódica. Elementos mais pesados que o Fe vão ser produzidos por eventos explosivos e também por processos de captura de nêutrons, também por mecanismos e reações químicas que ocorrem no ambiente estelar.

Esta é a única explicação que existe até o momento para a existência dos elementos químicos na natureza. Reparem que eles são caracterizados pelo **números atômico (Z)**.

Número Atômico → 1
 100794 → Peso Atômico
H → Símbolo Químico
 Hidrogênio → Nome do Elemento

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 H Hidrogênio	2 He Hélio	3 Li Lítio	4 Be Berílio	5 B Boro	6 C Carbono	7 N Nitrogênio	8 O Oxigênio	9 F Fluor	10 Ne Neônio	11 Na Sódio	12 Mg Magnésio	13 Al Alumínio	14 Si Silício	15 P Fósforo	16 S Enxofre	17 Cl Cloro	18 Ar Argônio
19 K Potássio	20 Ca Cálcio	21 Sc Escândio	22 Ti Titânio	23 V Vanádio	24 Cr Cromo	25 Mn Manganês	26 Fe Ferro	27 Co Cobalto	28 Ni Níquel	29 Cu Cobre	30 Zn Zinco	31 Ga Gálio	32 Ge Germano	33 As Arsênio	34 Se Selênio	35 Br Bromo	36 Kr Criptônio
37 Rb Rubídio	38 Sr Estrôncio	39 Y Ítrio	40 Zr Zircônio	41 Nb Níbio	42 Mo Molibdênio	43 Tc Técnetio	44 Ru Rutênio	45 Rh Ródio	46 Pd Paládio	47 Ag Prata	48 Cd Cádmio	49 In Índio	50 Sn Estanho	51 Sb Antimônio	52 Te Telúrio	53 I Iodo	54 Xe Xenônio
55 Cs Césio	56 Ba Bário	57 * La Lantânio	72 Hf Háfnio	73 Ta Tântalo	74 W Tungstênio	75 Re Rênio	76 Os Ósmio	77 Ir Íridio	78 Pt Platina	79 Au Ouro	80 Hg Mercúrio	81 Tl Tálio	82 Pb Chumbo	83 Bi Bismuto	84 Po Polônio	85 At Astato	86 Rn Radônio
87 Fr Frâncio	88 Ra Rádio	89 ** Ac Actínio	104 Rf Ruterfólio	105 Db Dúbnio	106 Sg Seabórgio	107 Bh Bório	108 Hs Hássio	109 Mt Meitnênio	110 Uun Unúnio	111 Uuu Unúmbio	112 Uub Unúmbio	118 Og Oganônio	119 Uue Unúncio	120 Uuo Unúncio	116 Lv Livermório	117 Ts Tenessio	118 Og Oganônio

Número atômico e número de massa



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

↑ Número de prótons ↑ Número de nêutrons

Z = p: Determina o elemento químico do átomo.

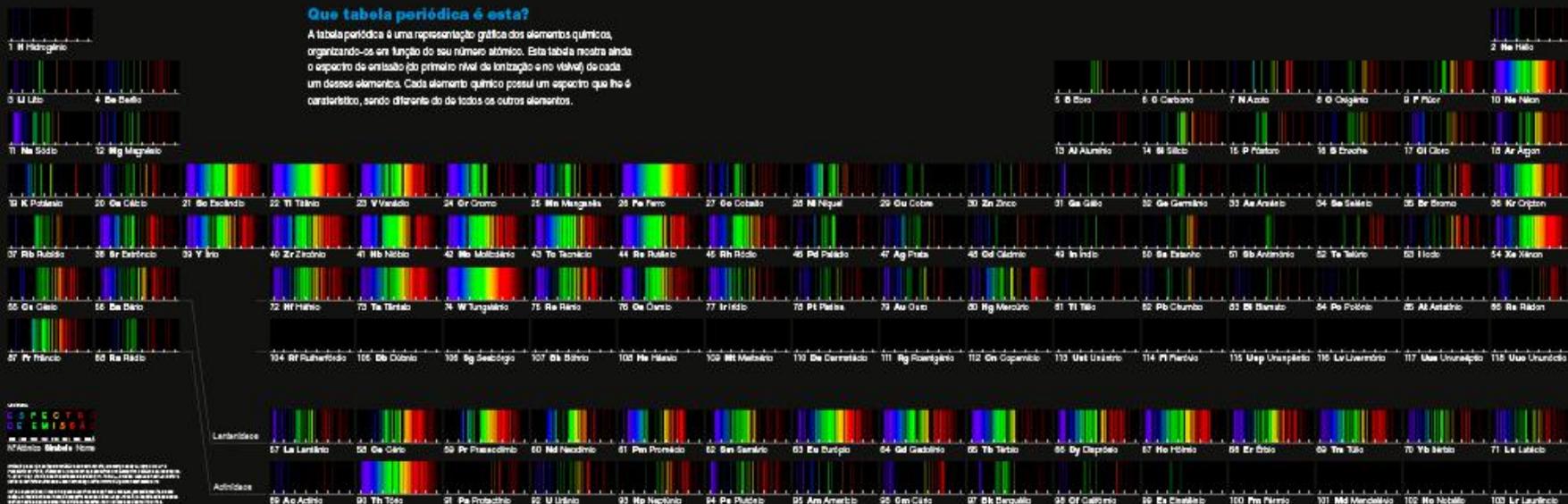
No estado fundamental o nº de p = nº de e- do átomo.

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

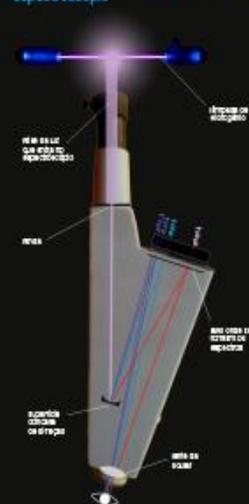
TABELA PERIÓDICA DOS ESPECTROS DE EMISSÃO

Que tabela periódica é esta?

A tabela periódica é uma representação gráfica dos elementos químicos, organizando-os em função do seu número atómico. Esta tabela mostra ainda o espectro de emissão (o primeiro nível de ionização e no visível) de cada um desses elementos. Cada elemento químico possui um espectro que lhe é característico, sendo diferente de todos os outros elementos.



Esquema de funcionamento de um espectroscópio



Como se formam os espectros?

Os espectros de linhas formam-se quando um elétron "salta" de um qualquer nível de energia para outro nível de energia.

Cada um destes saltos quânticos dá origem a uma linha específica.

Como cada elemento tem uma estrutura atómica única, os "saltos" são diferentes e, conseqüentemente, as linhas são também diferentes. Desta forma o espectro de um elemento funciona como a sua "impressão digital".

Espectro de emissão

Em diversas situações vemos espectros compostos só por linhas luminosas. Nestes casos diz-se que são espectros de emissão. Quando os elétrons de um gás rarefeito são devidamente excitados, emitem luz em comprimentos de onda específicos.

Espectro de absorção

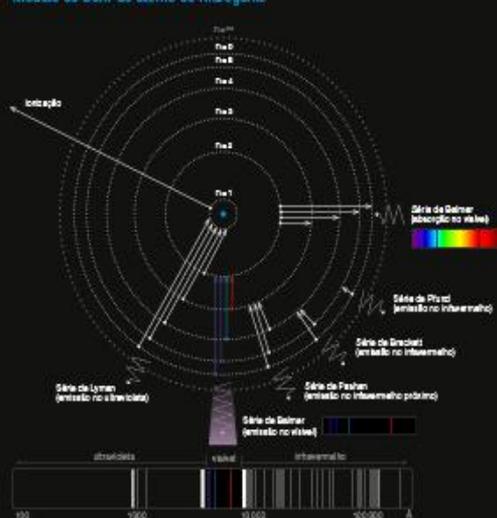
Se observarmos o espectro do Sol com resolução suficiente, vemos que o contínuo de cores apresenta algumas lacunas. Estas devem-se por linhas espectrais, correspondendo à absorção de energias bem definidas por parte dos elementos que constituem o Sol e atmosfera terrestre. Energias bem definidas correspondem a diferentes cores espectrais, daí as lacunas nos espectros de absorção.

Espectro do átomo de Hidrogénio

O espectro de linhas do Hidrogénio (no visível) forma-se quando um elétron "salta" para o segundo nível de energia.

Cada um destes saltos quânticos dá origem a uma linha específica.

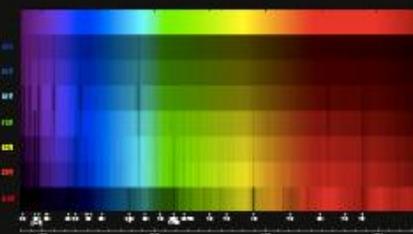
Modelo de Bohr do átomo de Hidrogénio

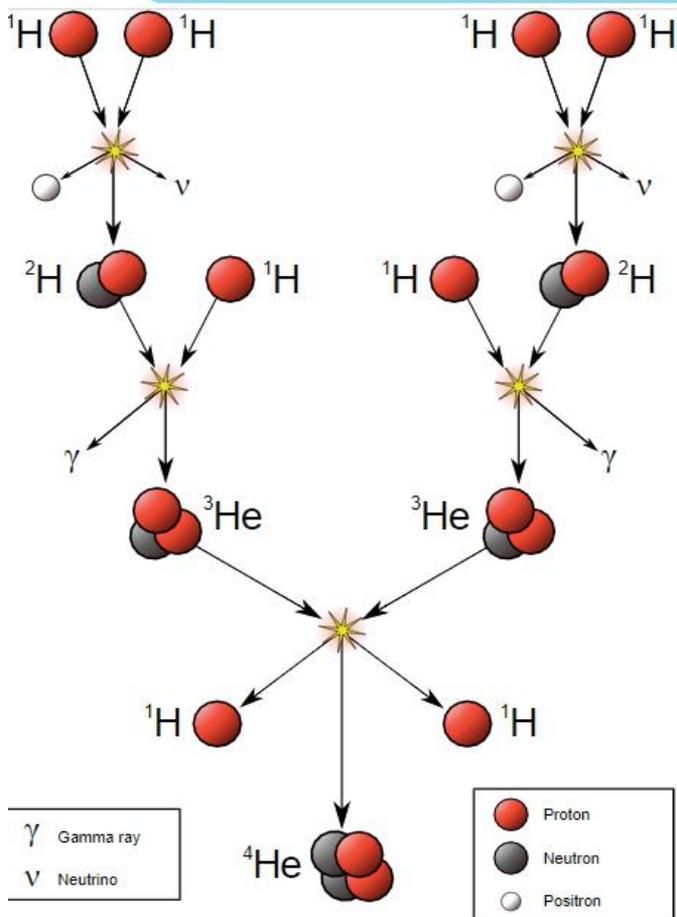
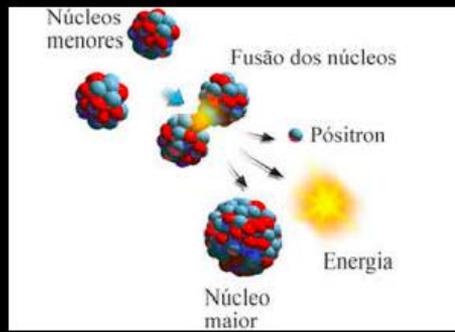
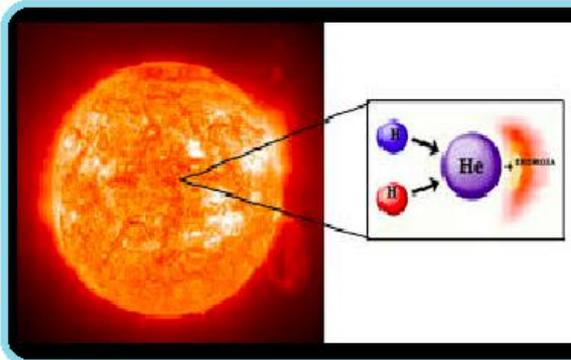


Os espectros de outras estrelas

Em função das suas propriedades físicas e composição química, cada estrela apresenta um espectro diferente. Assim, analisando as linhas do espectro de uma estrela podemos determinar, por exemplo, qual é a sua composição química e temperatura à superfície.

As estrelas são classificadas em diferentes classes espectrais. Utilizam-se letras seguidas de um algarismo para indicar a classe de temperatura "à superfície" (O, B, A, F, G, K, M das mais quentes para as mais frias), e um número romano de I a V (das supergigantes às anãs) para indicar a classe de luminosidade. O Sol é uma estrela de classe G2V.





Número de massa: número total de prótons e de nêutrons presentes no núcleo de um átomo (n.º de prótons + n.º de nêutrons)

Número atômico: número de prótons presentes no núcleo de um átomo

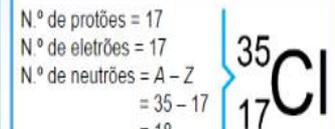
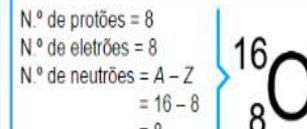
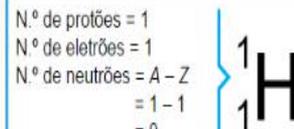


Símbolo químico do elemento

▶ 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 ($A = Z + N$)



Portanto, um elemento químico se transforma em outro via fusão dos prótons (Z). Além disto a reação química produz energia (fótons) e cria subpartículas....

Na próxima aula veremos como evoluem e morrem estrelas em Sistema Binários e o papel dos Grupos de Estrelas no contexto da Evolução Estelar