

Evolução Estelar

**Prof. Dr. Tibério Borges Vale
Universidade Federal Fluminense
Campus de Santo Antônio de Pádua/RJ**

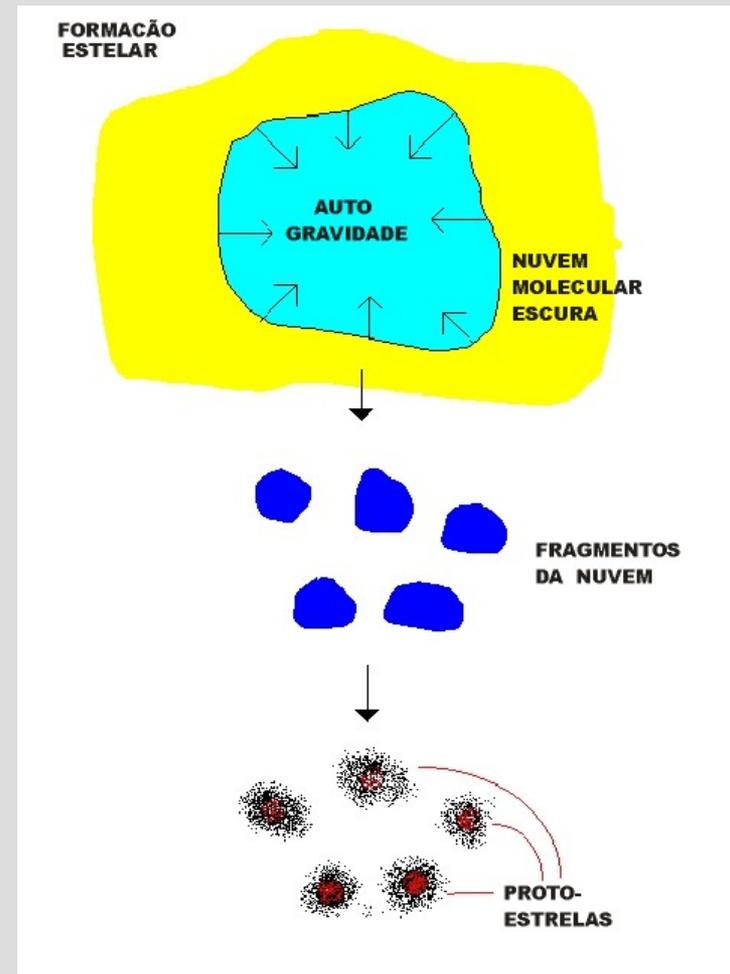
**Palestra apresentada no
Instituto Federal do Sudeste de Minas Gerais
Campus de Juiz de Fora/MG**

Índice

- Formação Estelar
- Equilíbrio Hidrostático
- Tempo de vida das estrelas
- Radiação de Corpo Negro
- Espectroscopia
- Diagrama HR
- Aglomerados de estrelas
- Evolução Estelar

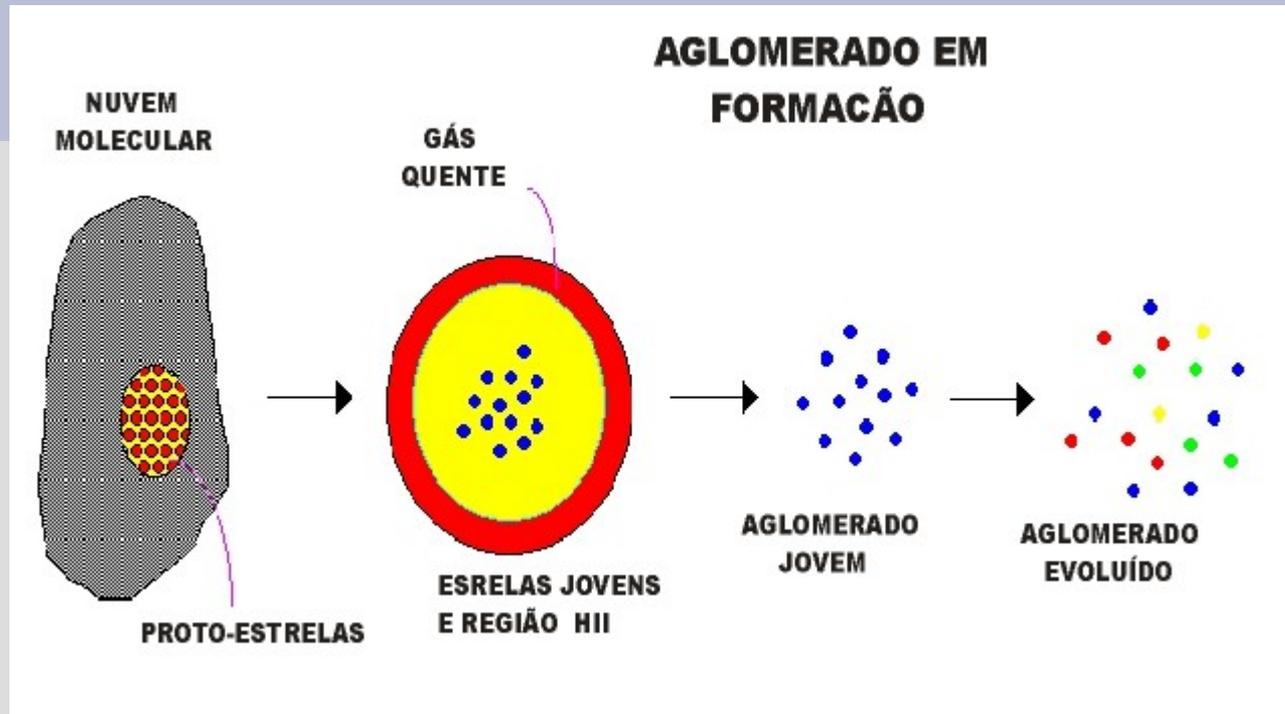
Formação estelar

- Estrelas se formam dentro de concentrações relativamente densas de gás e poeira interestelar (nuvens moleculares).
- Temperatura 10-20 K (favorece a aglomeração e formação de CO e H₂);
- A massa destas regiões é da ordem de 10⁵ vezes a Massa Solar;
- A densidade é de 10⁻²⁴g/m⁻³;
- A formação estelar inicia quando as regiões mais densas colapsam devido a auto-gravidade;
- O colapso é Isotérmico;



Formação estelar: Proto-estrelas

• Video 1



- Estrelas jovens evoluem a partir de um aglomerado de proto-estrelas mergulhadas nas regiões centrais de uma nuvem molecular e se tornam um aglomerado de estrelas **T-Tauri**;
- A superfície quente e ventos estelares fortes aquecem o gás à sua volta e formam uma região HII.
- Posteriormente, o aglomerado se quebra, o gás é expelido.

Formação estelar: Critério de Jeans

- O tempo de colapso é da ordem de 100 milhões de anos;

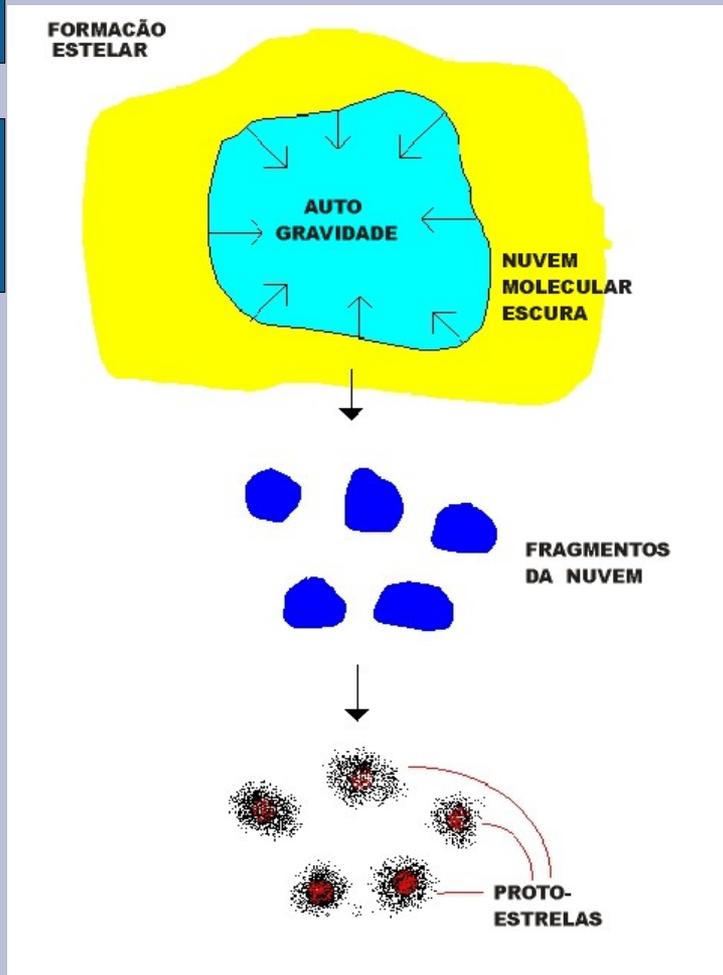
$$M_J = 1,2 \times 10^5 M_{\odot} \left(\frac{T}{100 \text{ K}} \right)^{\frac{3}{2}} \left(\frac{\rho}{10^{-24} \text{ g cm}^{-3}} \right)^{-\frac{1}{2}} \mu^{-\frac{3}{2}}$$

Peso molecular médio ~1

- É uma equação pesada para valores típicos.
- Por que não são formadas 100 000 estrelas de uma única região?

Formação estelar: Proto-estrela

R: Ocorre a fragmentação da nuvem



Uma vez que um fragmento se destaca das outras partes da região de formação estelar, podemos considerá-lo como um objeto bem definido, com identidade própria e campo gravitacional destacado do restante da nuvem.

- Proto-estrela;

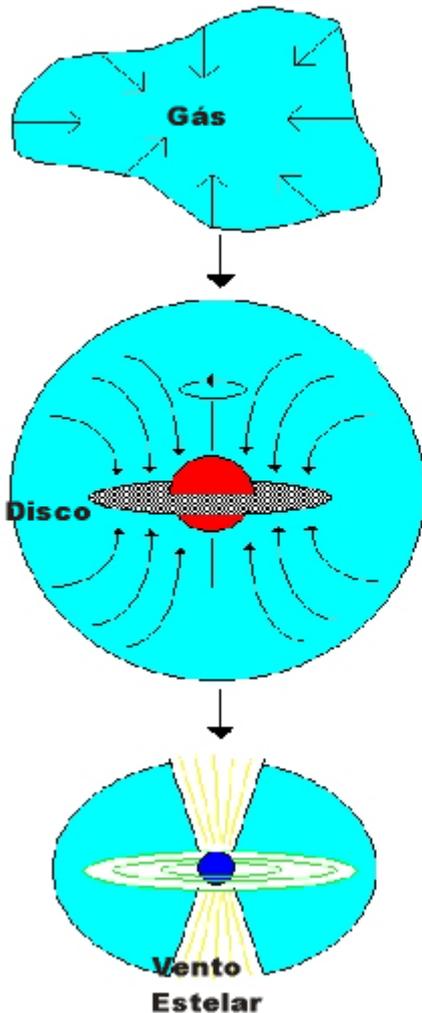
Leia mais em:

http://www.if.ufrgs.br/oei/stars/formation/form_st.htm

Formação estelar: Proto-estrela

Videos 2 (2:45), 3 (17:00) e 4 (0:40)

FORMAÇÃO DE UMA PROTO-ESTRELA



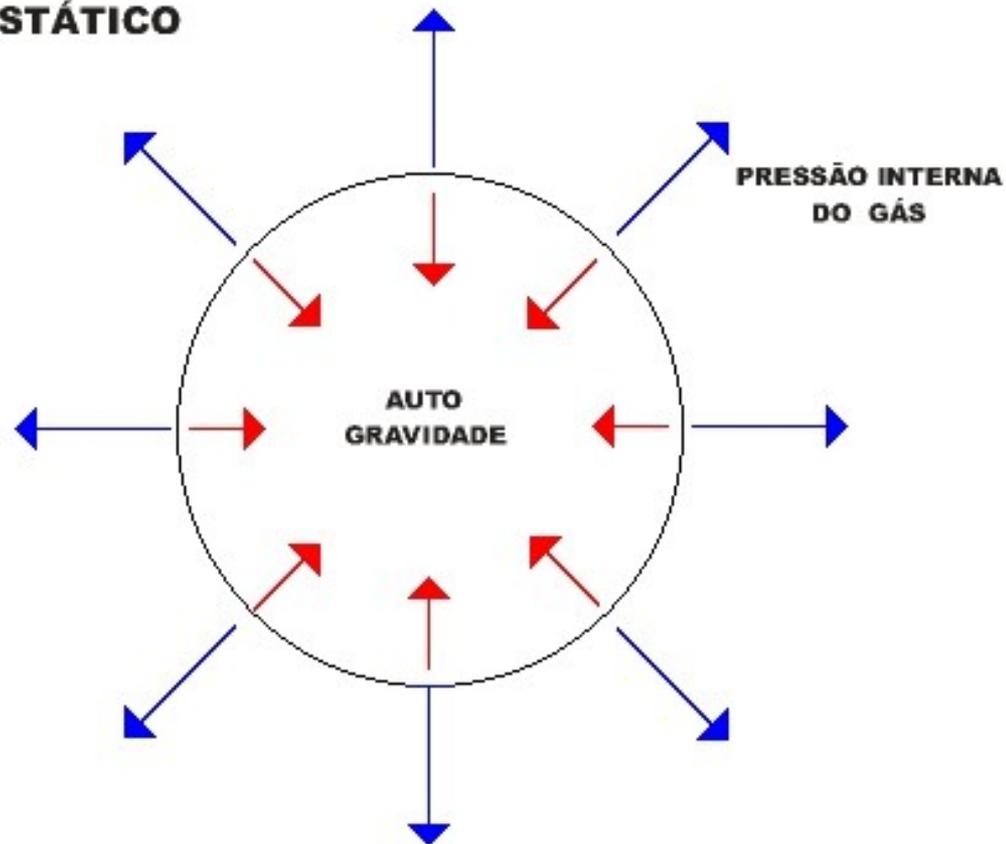
Uma parte mais densa da nuvem molecular colapsa gravitacionalmente, destacando-se da nuvem. A conservação do momento angular lhe dará a forma de um disco em rotação;

A região central é mais densa e quente e forma a proto-estrela. O disco em rotação evolui mais lentamente e forma um sistema planetário. A matéria continua a cair em direção à proto-estrela aumentando (muito) seu tamanho. A protoestrela, inicialmente, tem ~1% de sua massa final

A queda de matéria em direção ao centro é interrompida quando iniciam-se as reações de fusão nuclear no centro da proto-estrela. O que produz um forte centro de radiação e partículas a partir da mesma.

Equilíbrio Hidrostático

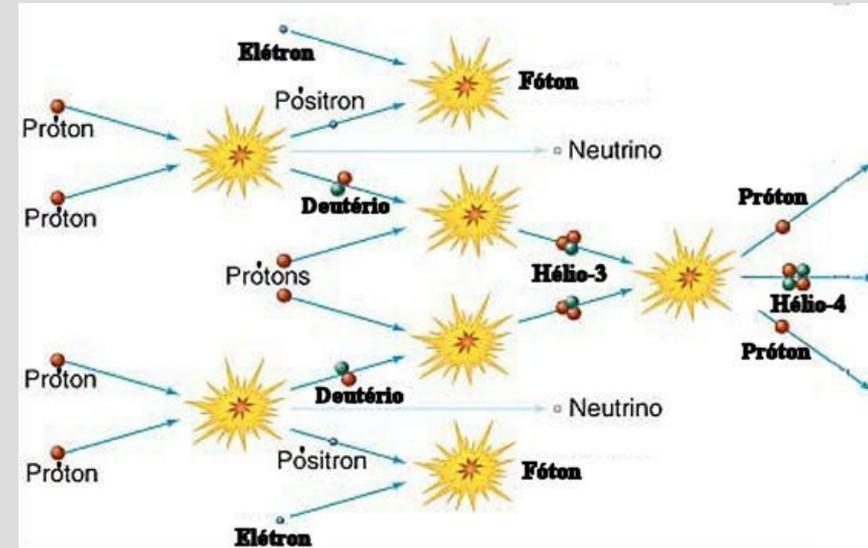
EQUILÍBRIO HIDROSTÁTICO



O Sol não se expande nem se contrai, ou seja está em equilíbrio. A força gravitacional em cada ponto em seu interior é contrabalancada pela pressão interna do gás.

Por que as estrelas brilham?

- As estrelas brilham porque são quentes.
 - Emitem radiação térmica (radiação de corpo negro)
 - O calor "vaza" através de suas fotosferas
- Luminosidade = taxa de perda de energia
- Para permanecerem quentes as estrelas precisam repor a energia perdida, do contrário esfriariam.
- Duas fontes de energia disponíveis:
 - contração gravitacional (durante algum tempo...)
 - fusão termonuclear (a maior parte do tempo): 4 núcleos de hidrogênio (4 prótons) se fundem para formar 1 núcleo de hélio.



Propriedades

- Estrelas são esferas autogravitantes de gás ionizado, cuja fonte de energia é a transmutação de elementos através de reações nucleares, isto é, da fusão nuclear de hidrogênio em hélio e, posteriormente, em elementos mais pesados.
- As estrelas tem massas entre 0,08 e 100 (140) vezes a massa do Sol.
- Temperaturas efetivas entre 2500 K e 30 000 K.
- Luminosidades desde 10^{-4} até $10^6 L_{\text{Sol}}$;
- Raios desde 10^{-2} até $10^3 R_{\text{Sol}}$

Tempo de vida das estrelas

- O tempo de vida de uma estrela é a razão entre a energia que ela tem disponível e a taxa com que ela gasta essa energia, ou seja, sua luminosidade.
- Como a luminosidade da estrela é tanto maior quanto maior é a sua massa, resulta que o tempo de vida é controlado pela massa da estrela: **quanto mais massiva a estrela, mais rapidamente ela gasta sua energia, e menos tempo ela dura.**

Tempo de vida do Sol

- **Constante solar** = energia/segundo/área que chega à Terra = 1367 watts/m².
 - **Distância Terra-Sol** = 150 milhões de quilômetros. Isso leva a:
 - **Luminosidade do Sol** = $3,9 \times 10^{26}$ watts!
 - Para manter essa luminosidade:
 - **600 milhões de toneladas de H** convertidas em **He** a cada segundo
 - Dessas 600, aproximadamente 4 (=0,7% de 600) são convertidas em energia
 - Quanta energia o Sol tem disponível?
 - O Sol contém **2×10^{21} milhões de toneladas de H**
 - Apenas 10% da massa do Sol (a região do núcleo) é quente o suficiente para a fusão ocorrer
- Logo:
- $E = 0,007(\%) \times 10(\%) \times 10^{30} \text{ kg} \times (3 \times 10^8 \text{ m/s})^2 = 1,26 \times 10^{44} \text{ J}$.
- Juntando tudo, encontramos:
 - **Tempo de vida** = $1,26 \times 10^{44} \text{ J} / 3,9 \times 10^{26} \text{ J/s} = \text{aprox. } 10 \text{ bilhões de anos}$



Luminosidade do Sol na SP

Tempo de vida para as demais estrelas

- Tempo de vida = Energia interna/ Luminosidade
- **Energia interna:**
 - Energia nuclear: $E_N \sim M c^2$
- **Luminosidade:**
 - Em geral: $L \sim M^3$
- Portanto: tempo de vida $\sim M^{-2}$

- Em relação ao tempo de vida do Sol:
 - $t_{\text{est}}/t_{\text{Sol}} = (M_{\text{est}}/M_{\text{Sol}})^{-2}$
 - $t_{\text{est}} = (M_{\text{est}}/M_{\text{Sol}})^{-2} \times 10 \text{ bilhões de anos}$

Radiação de Corpo Negro

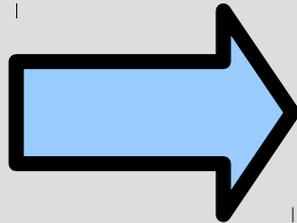
- Corpo negro: corpo que absorve toda a radiação que incide sobre ele, sem refletir nada;
- Toda a radiação emitida pelo corpo negro é devido à sua temperatura;
- Estrelas emitem radiação de forma parecida com a de corpos negros (Temperatura);
- Radiação de corpo negro = radiação térmica : depende apenas da temperatura do corpo, seguindo as leis de Stefan-Boltzmann, de Wien e de Planck.

Radiação de Corpo Negro

Lei de Stephan-Boltzmann:

“O Fluxo na superfície de um corpo negro é proporcional à quarta potência da temperatura efetiva do corpo.”

$$F \equiv \sigma T_{\text{ef}}^4$$



$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{ef}}^4$$

$$\sigma = 5,67 \times 10^{-8} \text{ J m}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ K}^{-4} = 5,67 \times 10^{-5} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ K}^{-4}$$

Determinando a Luminosidade da estrela podemos determinar a sua temperatura;

Radiação de Corpo Negro

Lei de Planck:

“A radiação eletromagnética se propaga de forma quantizada, em "pacotes" ou "quanta" de energia $E = h\nu$ ”

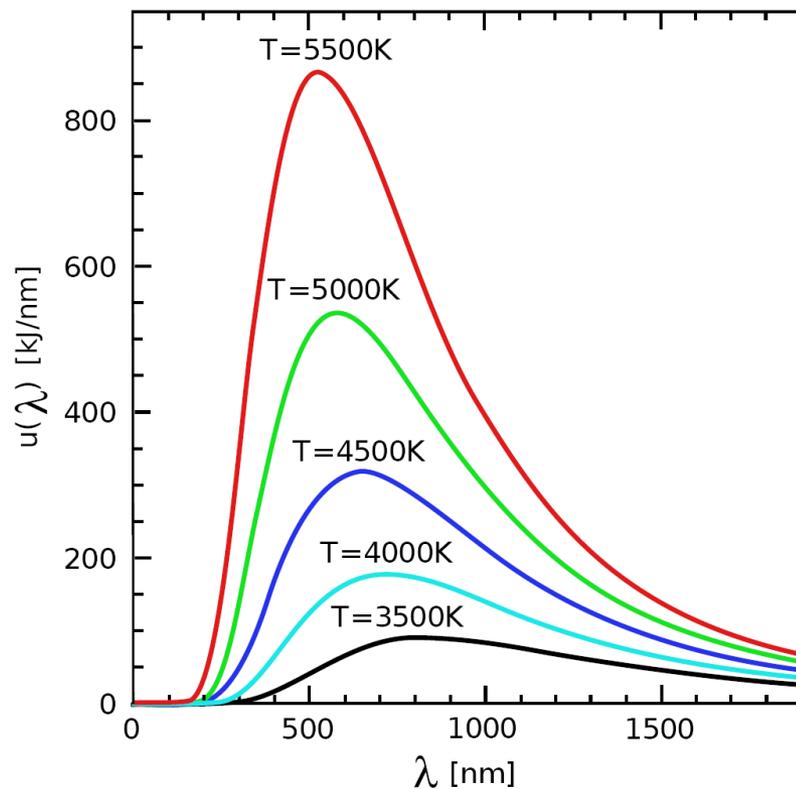
Mecânica Quântica+ Mecânica Estatística

Lei de Planck

$$B_{\lambda}(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT} - 1}$$

- Qualquer corpo em equilíbrio termodinâmico emitirá fótons com uma distribuição de comprimentos de onda dados pela Lei de Planck;
- Esta é a *radiação de corpo negro*

Radiação de Corpo Negro



Lei de Wien:

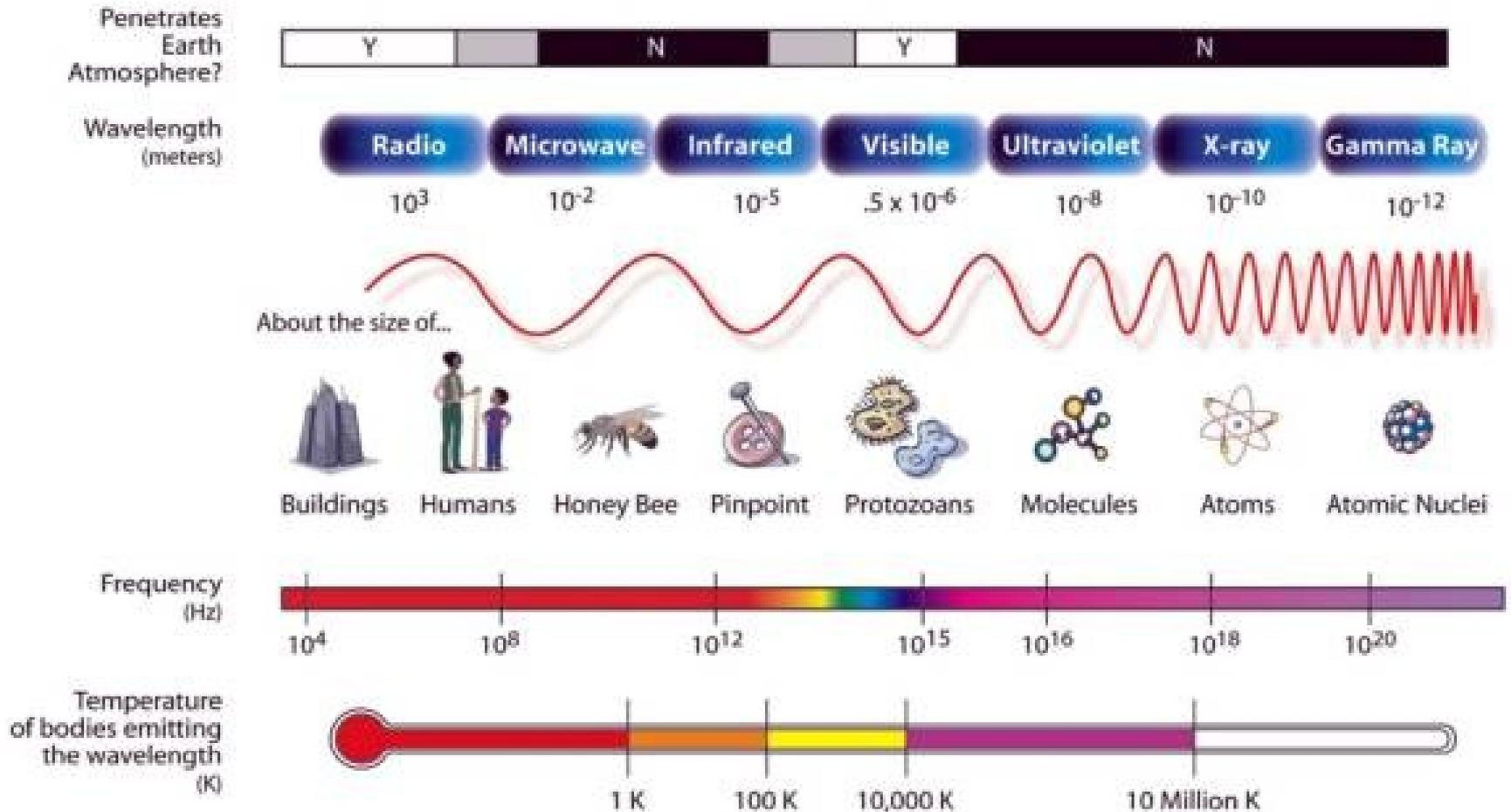
O comprimento de onda em que um corpo negro tem o pico da radiação é inversamente proporcional à sua temperatura.

$$\lambda_{\max} T = 0,0028978 \text{ K m}$$

$$\lambda_{\max} = \frac{2897,8 \text{ K } \mu\text{m}}{T}$$

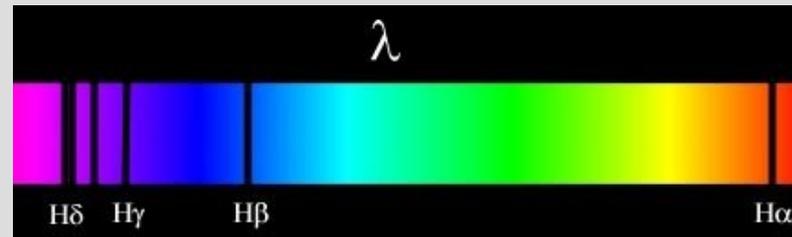
Espectroscopia

THE ELECTROMAGNETIC SPECTRUM



Espectroscopia

“Espectroscopia é o estudo da luz através de suas componentes, que aparecem quando a luz passa através de um prisma ou de uma rede de difração”

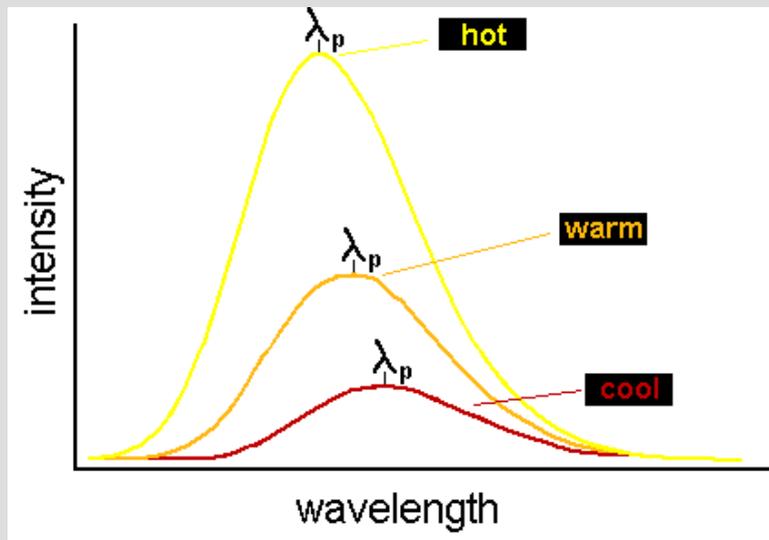
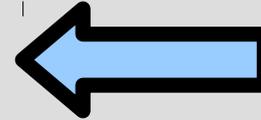
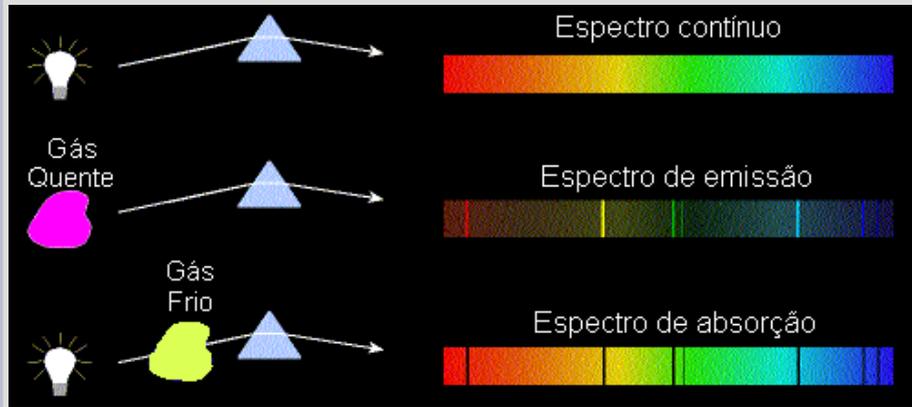


À intensidade da luz em diferentes comprimentos de onda, chamamos de espectro.

Quase todas as informações sobre as propriedades físicas de um objeto podem ser obtidas a partir de seu espectro.

Espectroscopia

Leis de Kirchhoff:



1) Um corpo opaco quente, sólido, líquido ou gasoso, emite um espectro contínuo.

Ex.

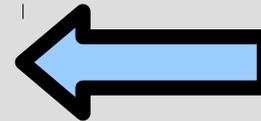
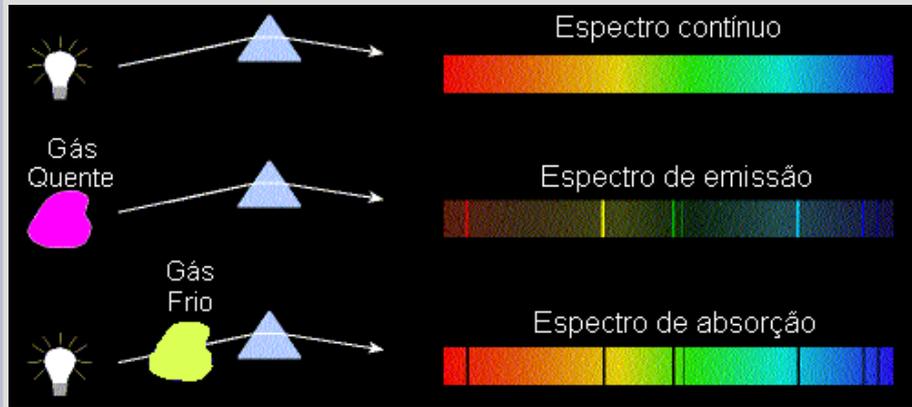
Filamento de uma lâmpada incandescente;

Lava de um vulcão;

Estrela

Espectroscopia

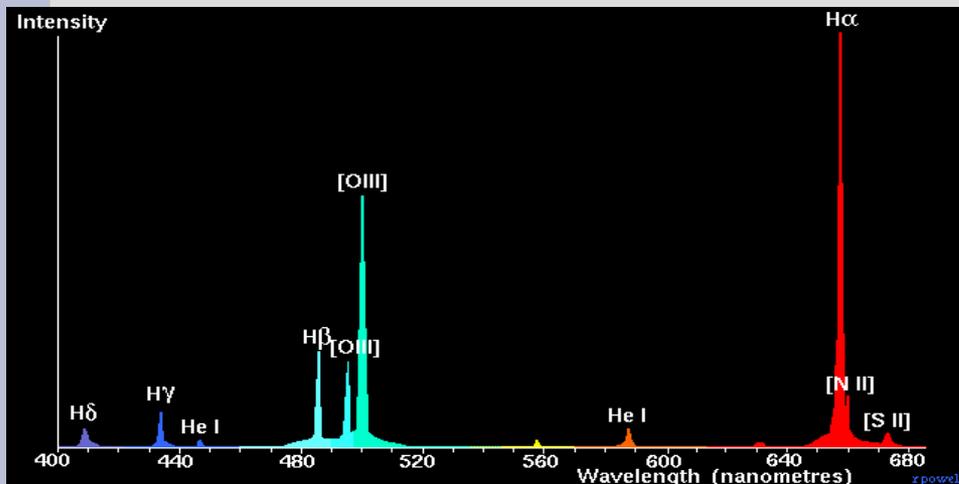
Leis de Kirchhoff:



2) Um gás transparente produz um espectro de linhas de emissão brilhantes. O número e a posição destas linhas depende dos elementos químicos presentes no gás.

Ex.

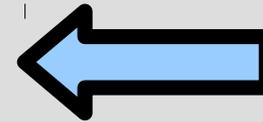
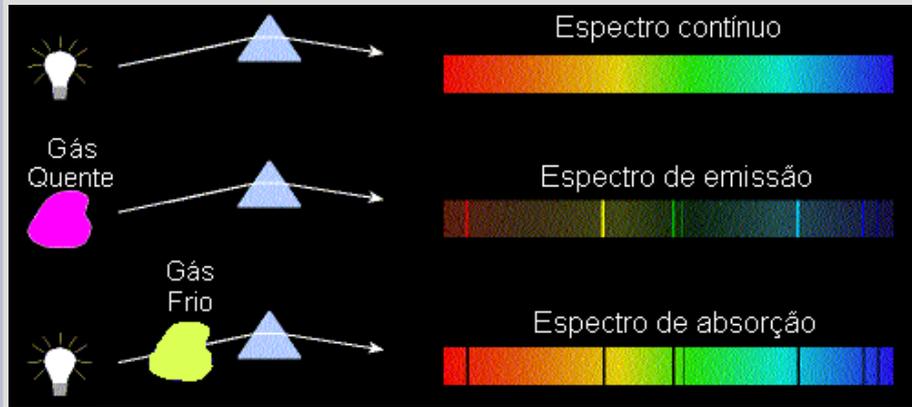
Filamento de uma lâmpada fluorescente



Espectro da nebulosa Eta-Carina

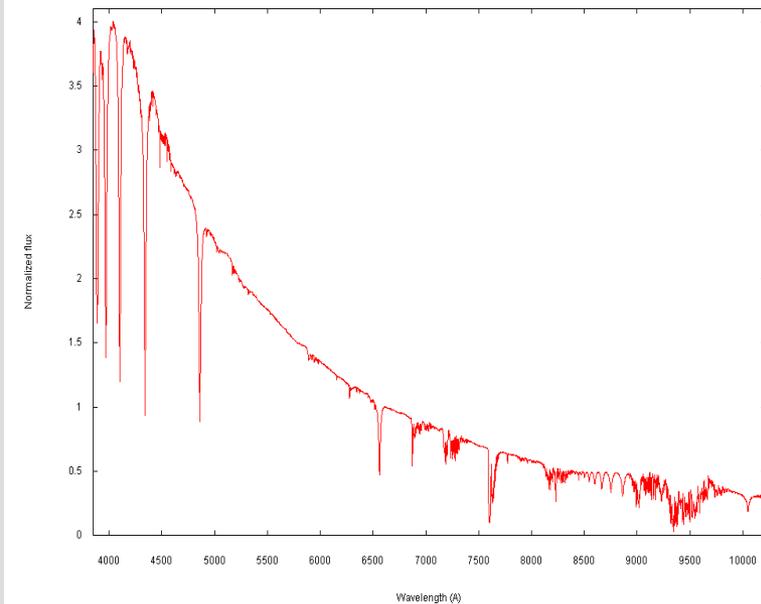
Espectroscopia

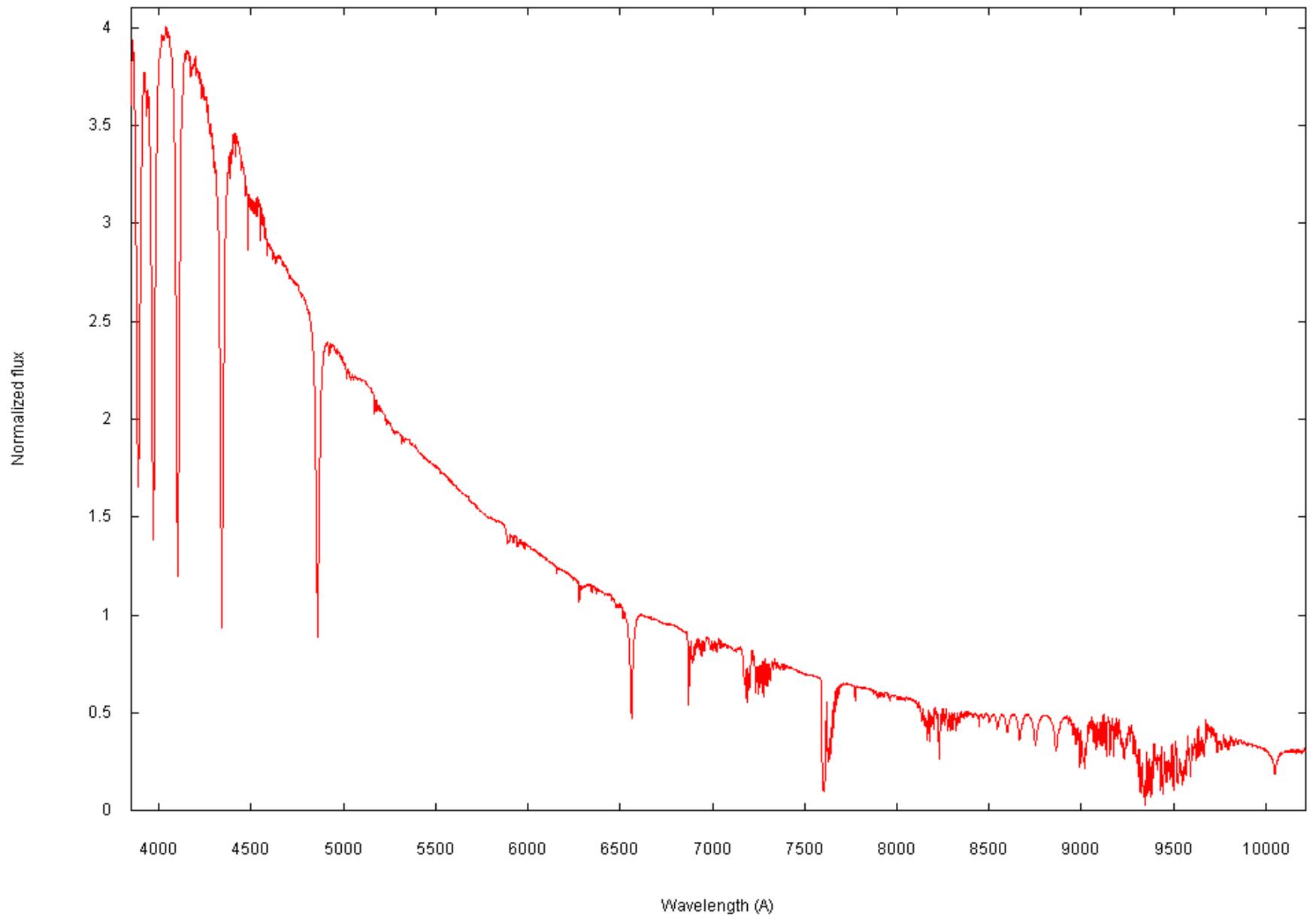
Leis de Kirchhoff:



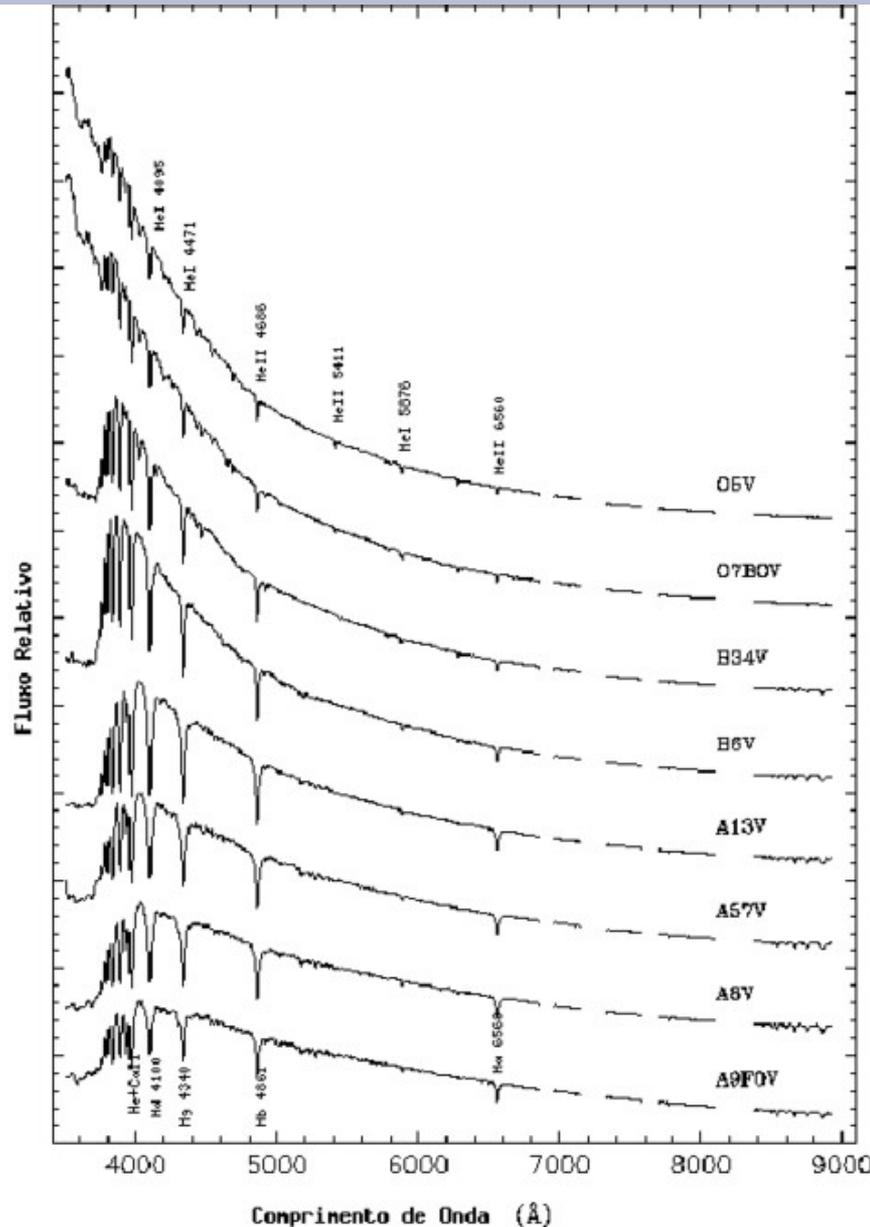
3) Se um espectro contínuo passar por um gás à temperatura mais baixa, o gás frio causa a presença de linhas escuras (absorção). O número e a posição destas linhas depende dos elementos químicos presentes no gás.

Ex. Sol e sua atmosfera





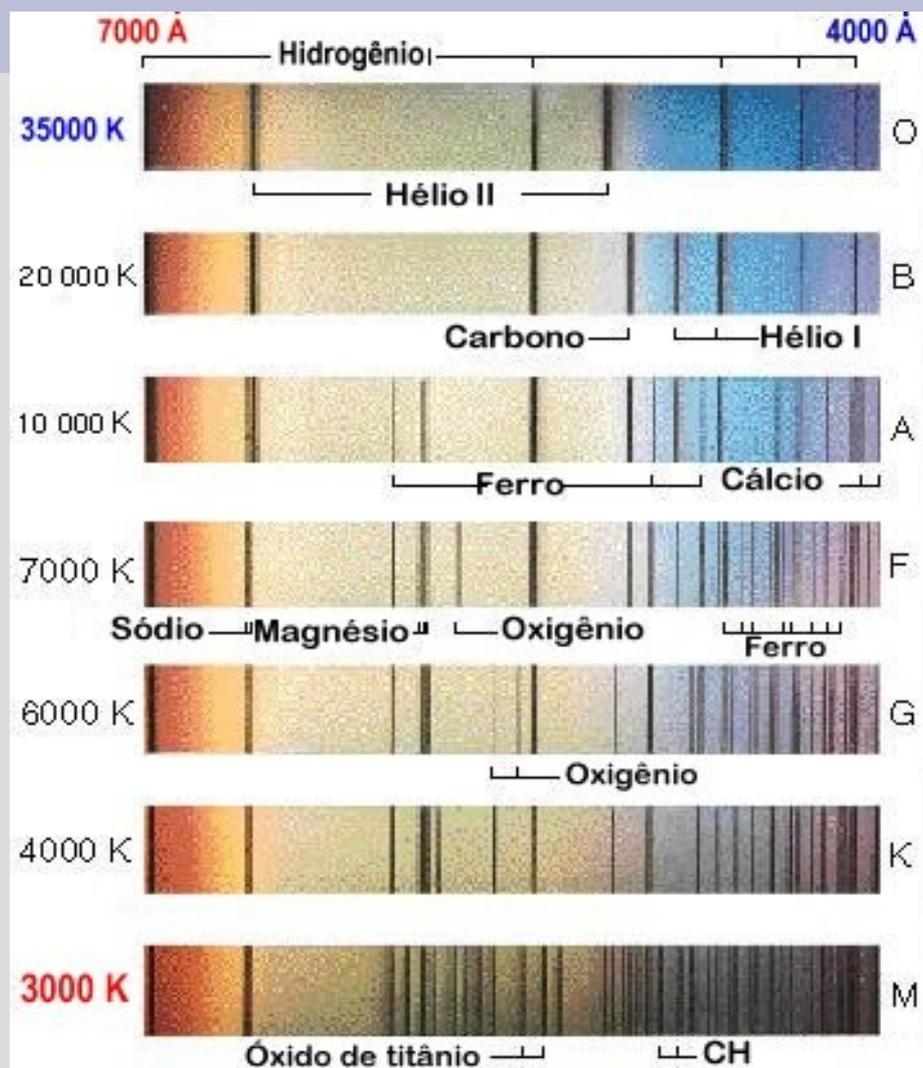
Espectroscopia



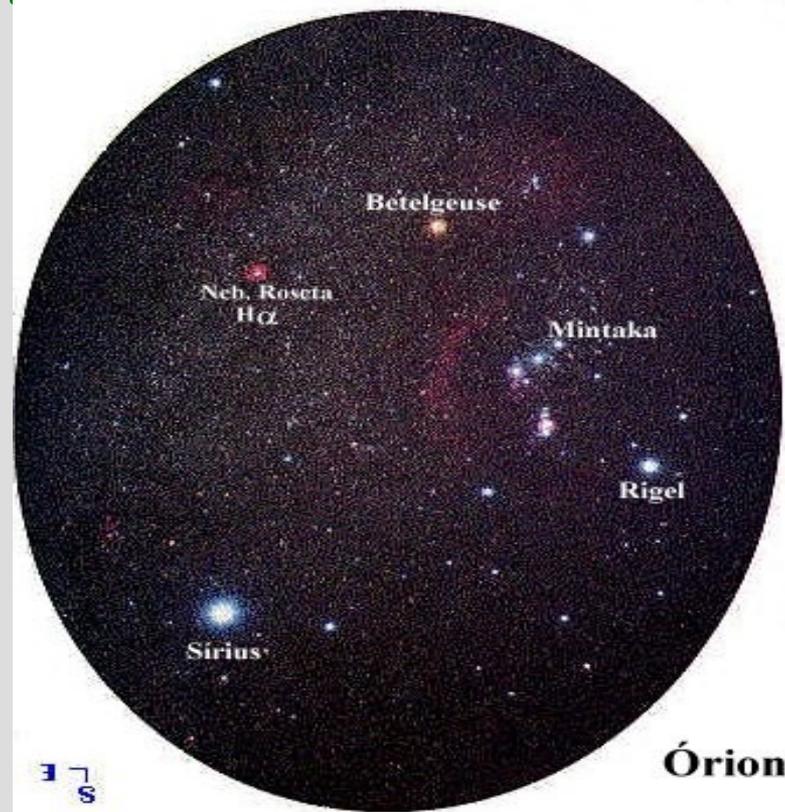
Diferentes tipos de estrelas
Mais Quentes: no topo

Um espectro contínuo é o
resultado de diversos espectros
de linha superpostos!

Espectros estelares: Classificação de Temperatura

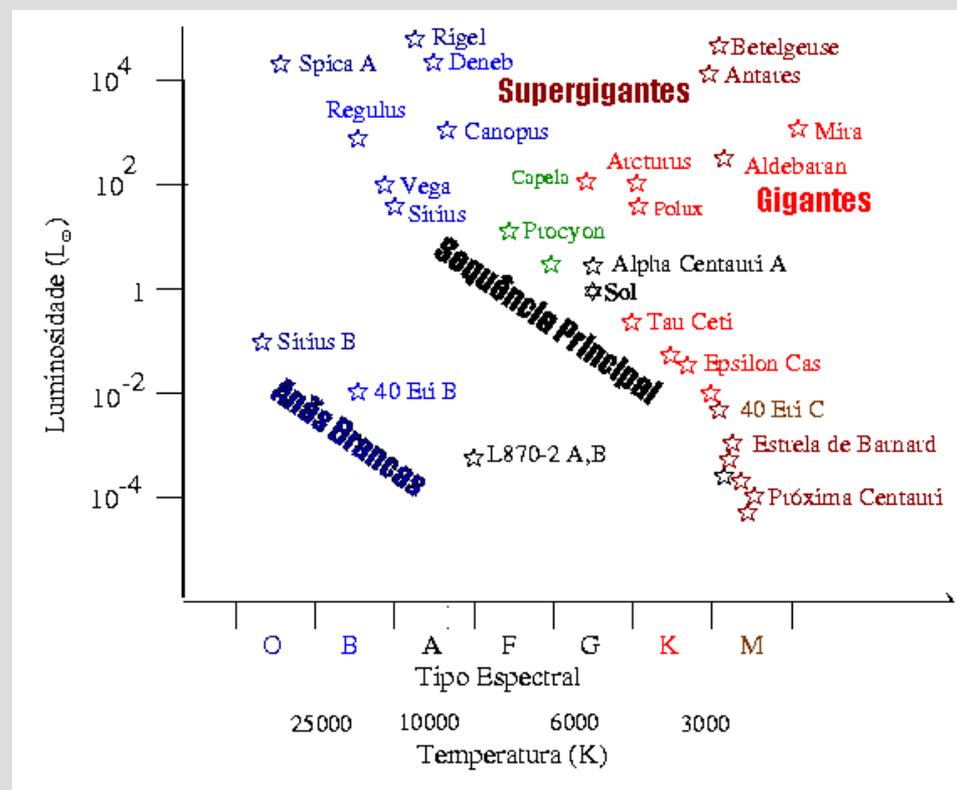


Oh! Be A Fine Girl, Kiss Me!



O diagrama HR (Hertzsprung Russel)

- É relação existente entre a **luminosidade de uma estrela e sua temperatura superficial.**
- O Diagrama de Hertzsprung-Russell (HR) foi descoberto independentemente por:
 - Ejnar Hertzsprung, em 1911 (Dinamarca)
 - Henry Norris Russell, em 1913 (EUA)

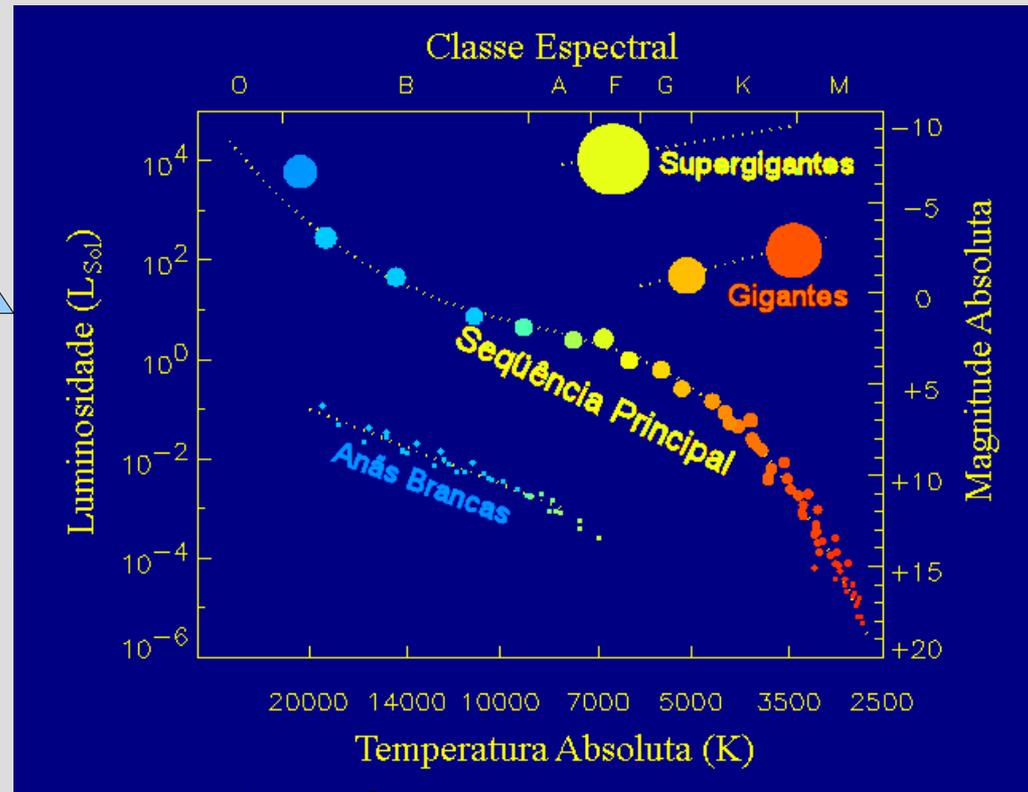


O diagrama HR (Hertzsprung Russel)

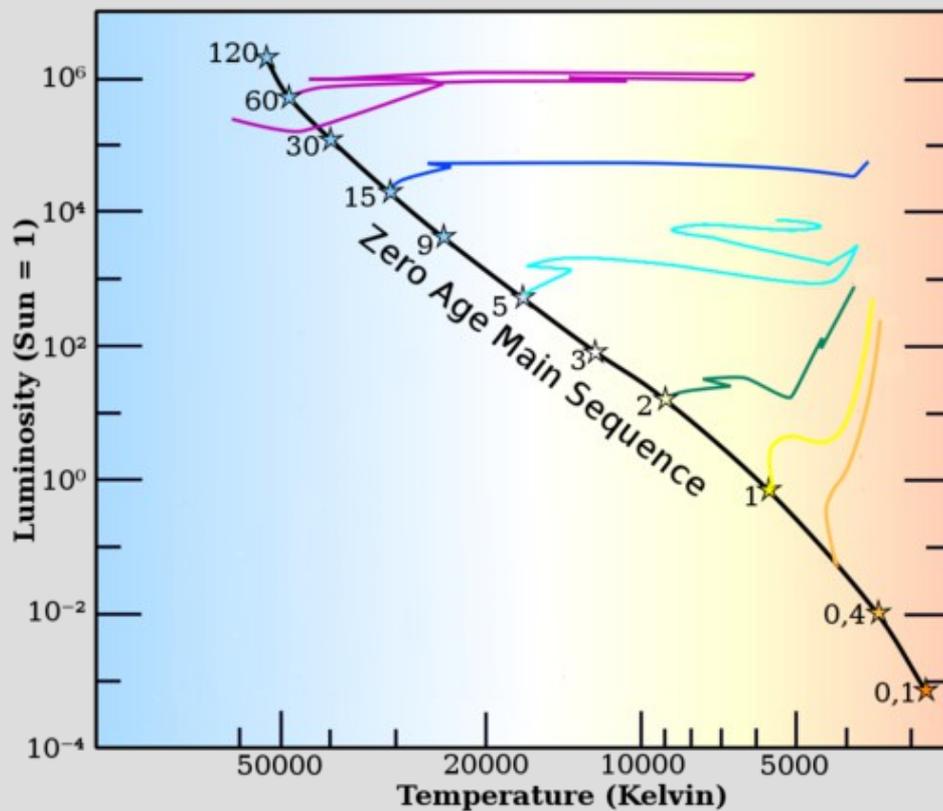
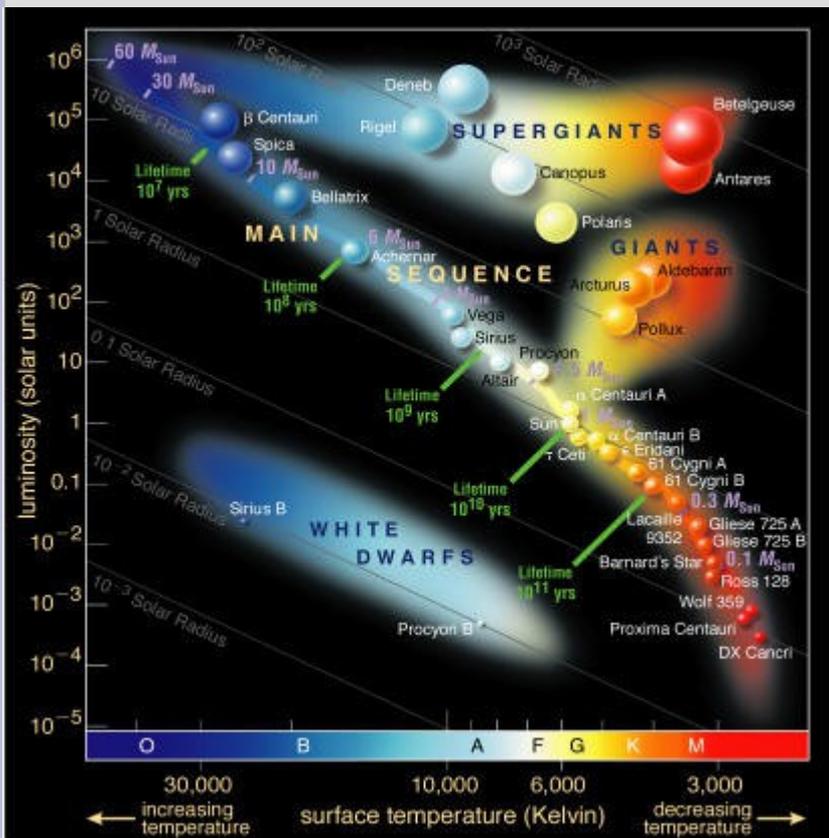
- **Seqüência Principal:** estrelas mais massivas são mais quentes e mais luminosas. As estrelas da SP têm, por definição, classe de luminosidade V, e são chamadas de anãs.

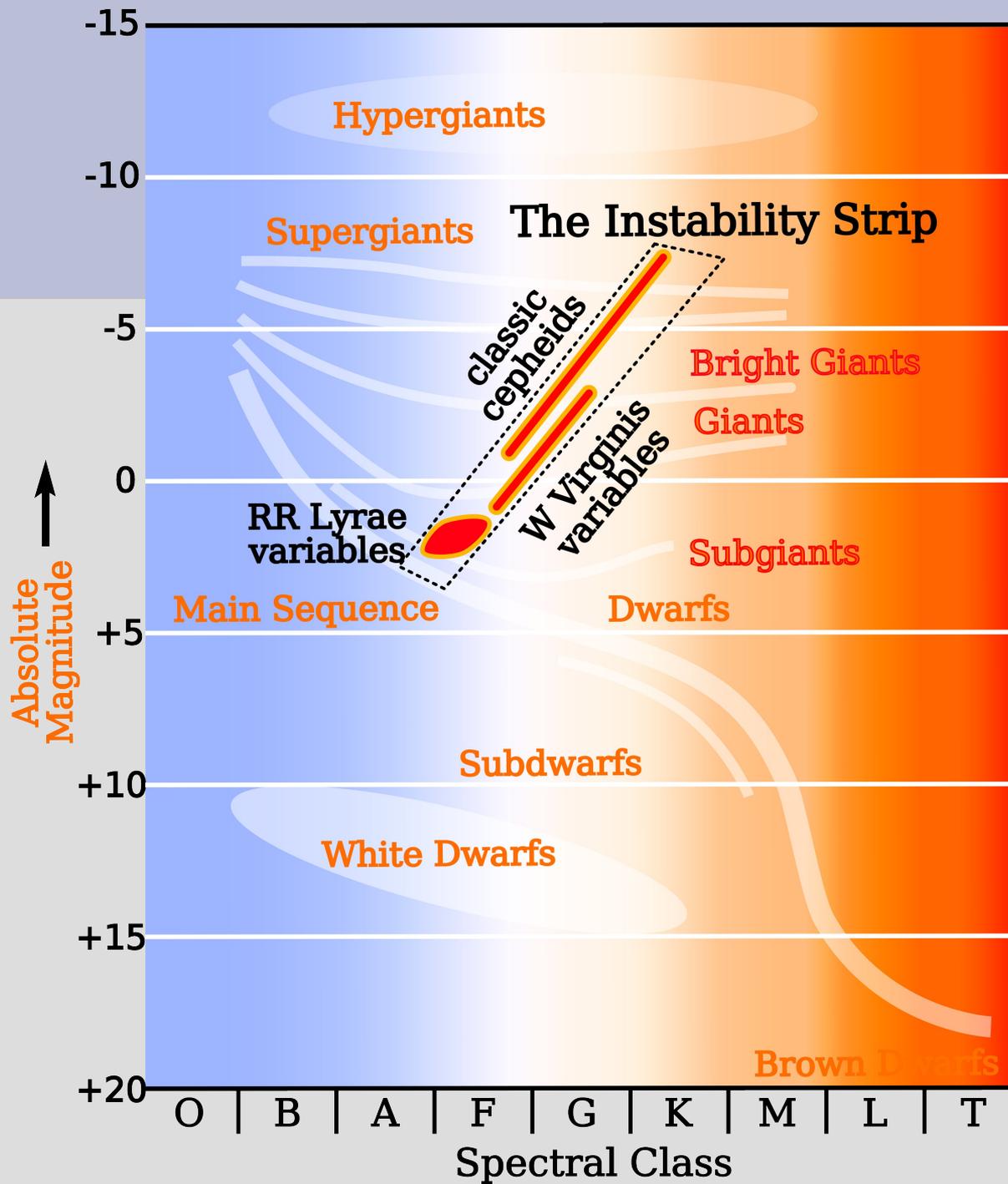
Desde estrelas quentes e muito luminosas até estrelas frias e pouco luminosas.

- **Gigantes:** estrelas frias e luminosas. Pertencem à classe de luminosidade II ou III.
- **Supergigantes:** classe de luminosidade I.
- **Anãs Brancas:** estrelas quentes e pouco luminosas



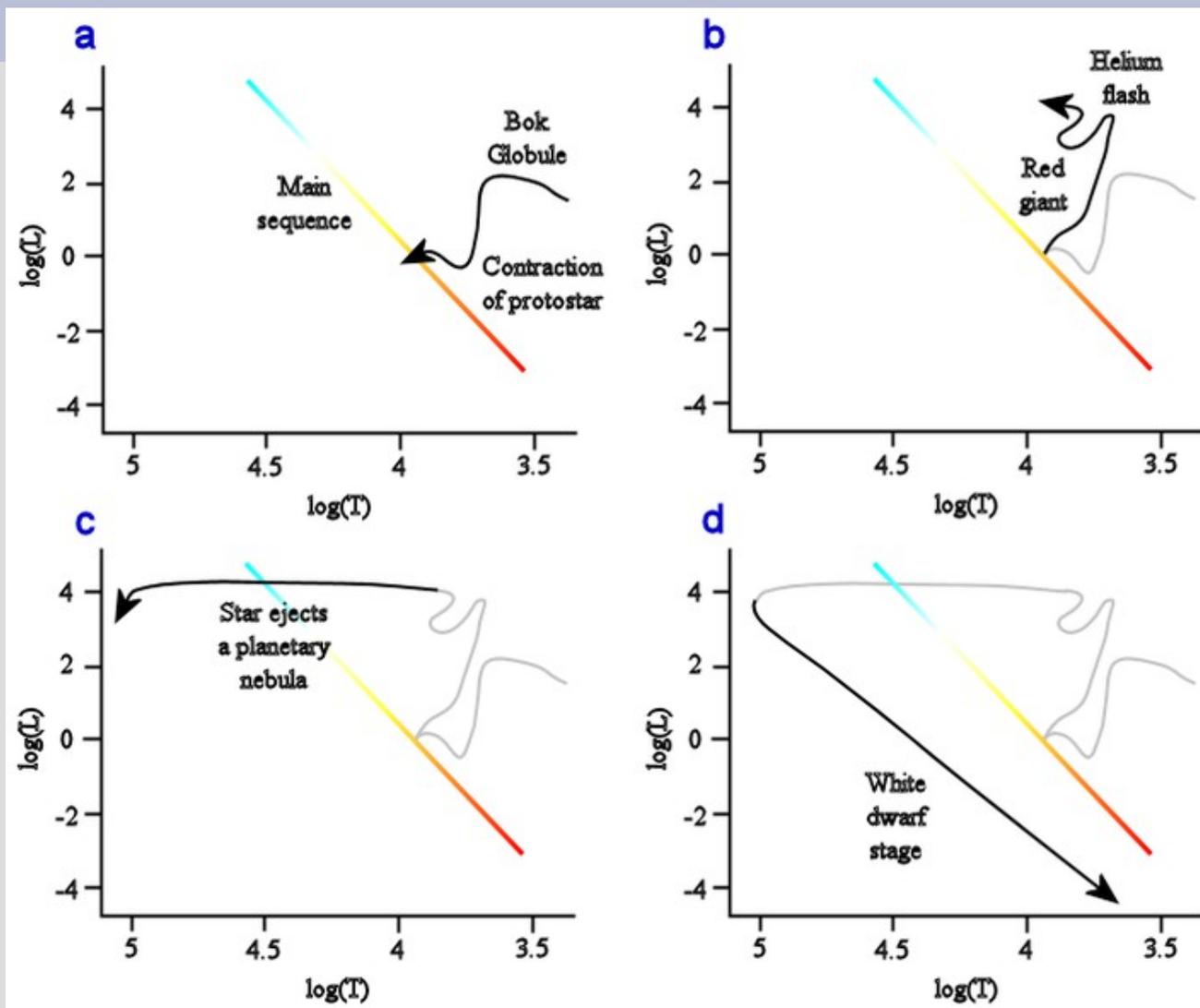
O diagrama HR (Hertzprung Russel)





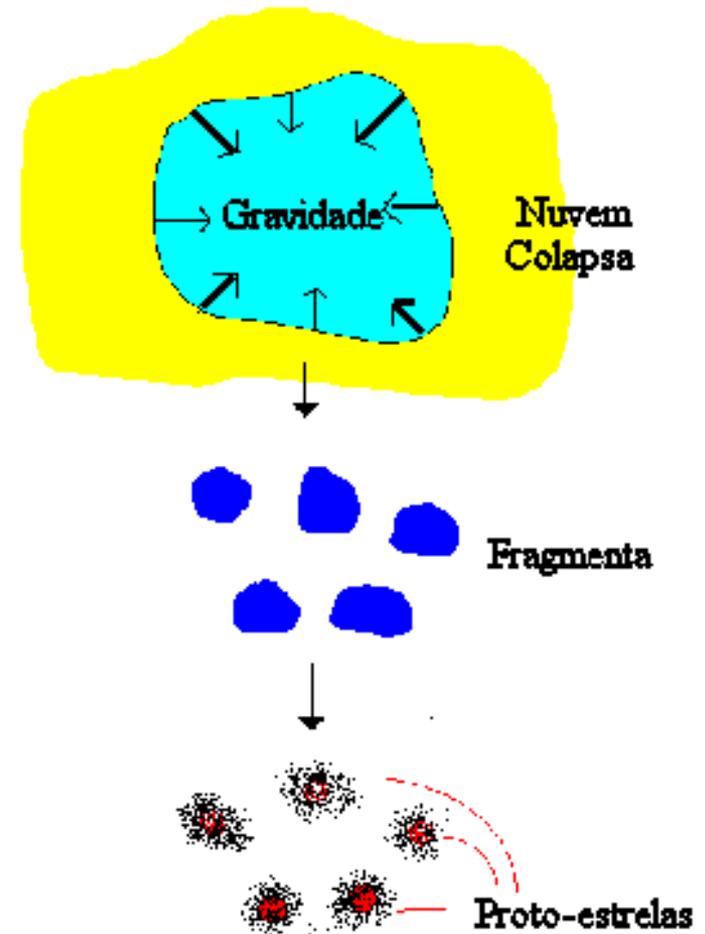
O diagrama HR (Hertzsprung Russel)

Mostrar SWF



Aglomerados Estelares

- As estrelas de um aglomerado estelar formam-se da mesma nuvem de gás e portanto tem a mesma idade, a mesma composição química e a mesma distância.
 - Aglomerados abertos
 - Aglomerados globulares

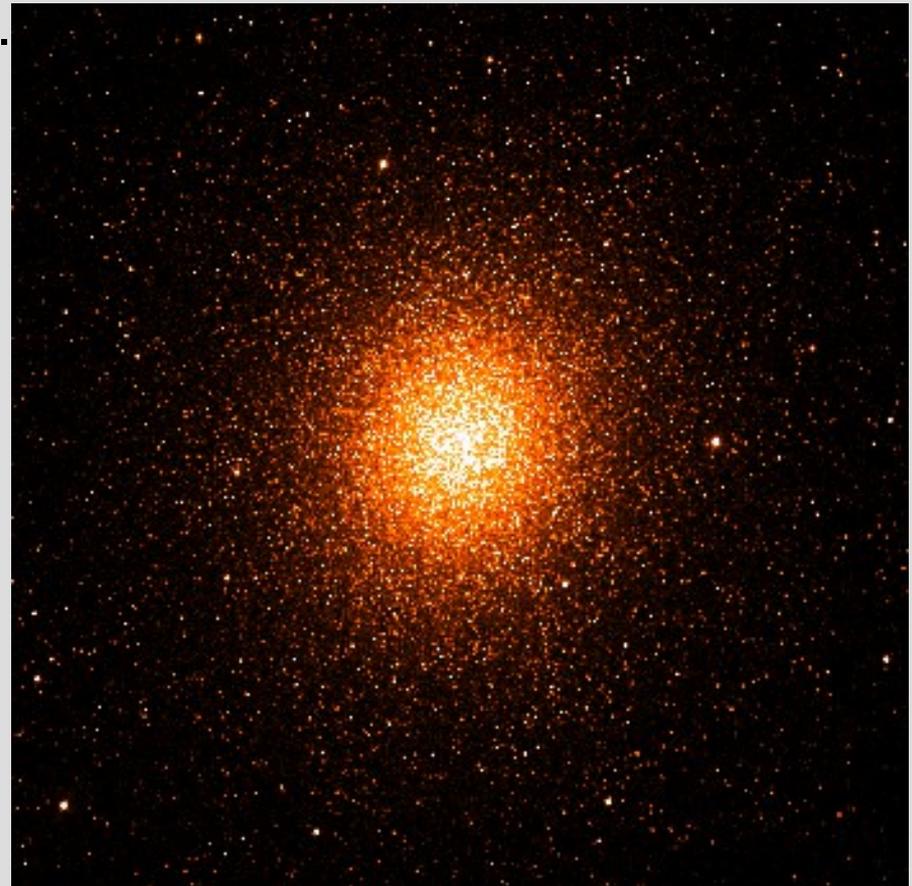


Aglomerados Globulares

- Centenas de milhares de estrelas
- ~160 globulares na nossa galáxia.



M80



Omega Centauri (NGC5139)

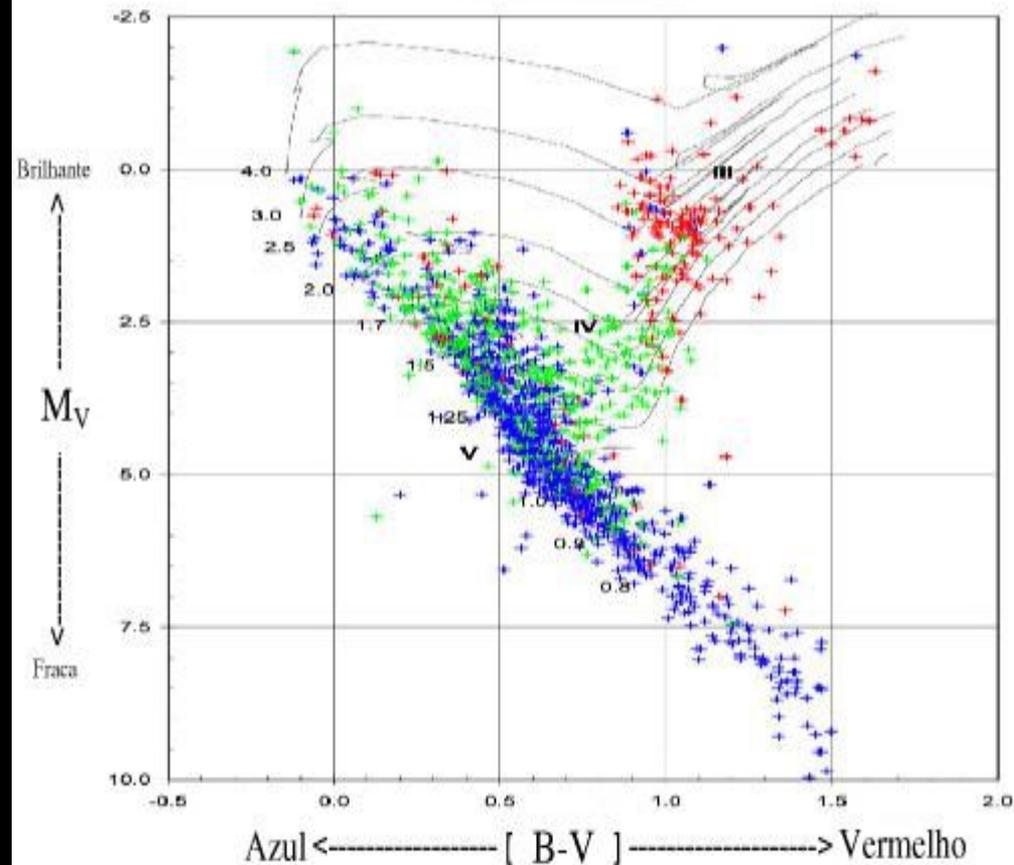
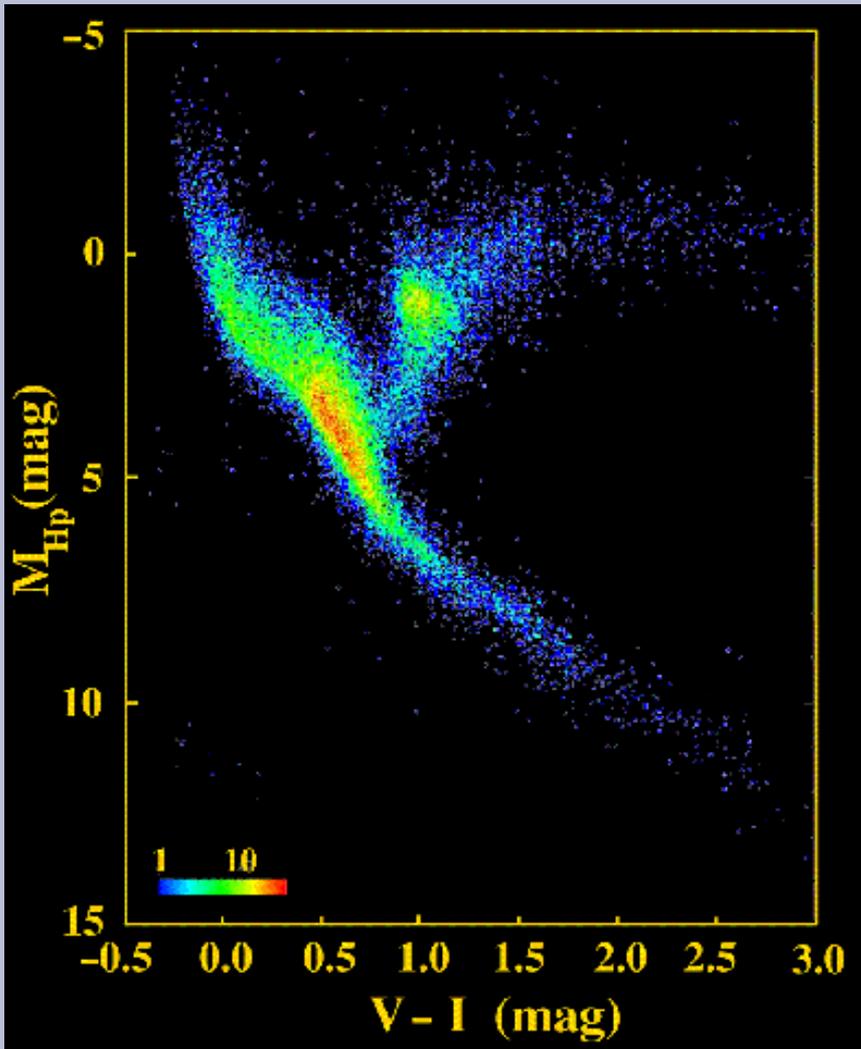
Aglomerados Abertos

- Têm dezenas a centenas de estrelas

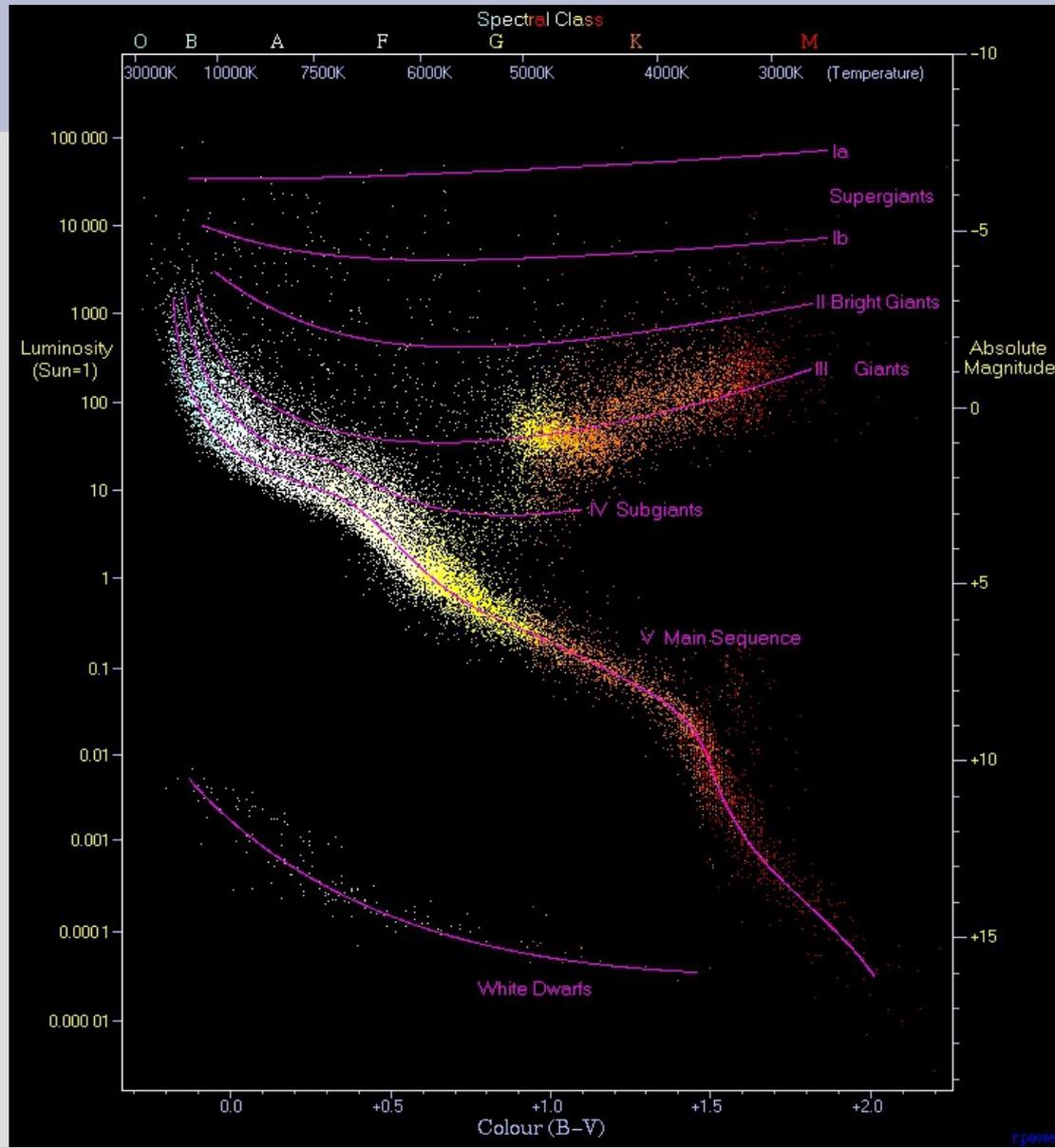


Plêiades

O diagrama HR de Aglomerados Globulares



O diagrama HR de Aglomerados Globulares



O diagrama HR de Aglomerados Globulares

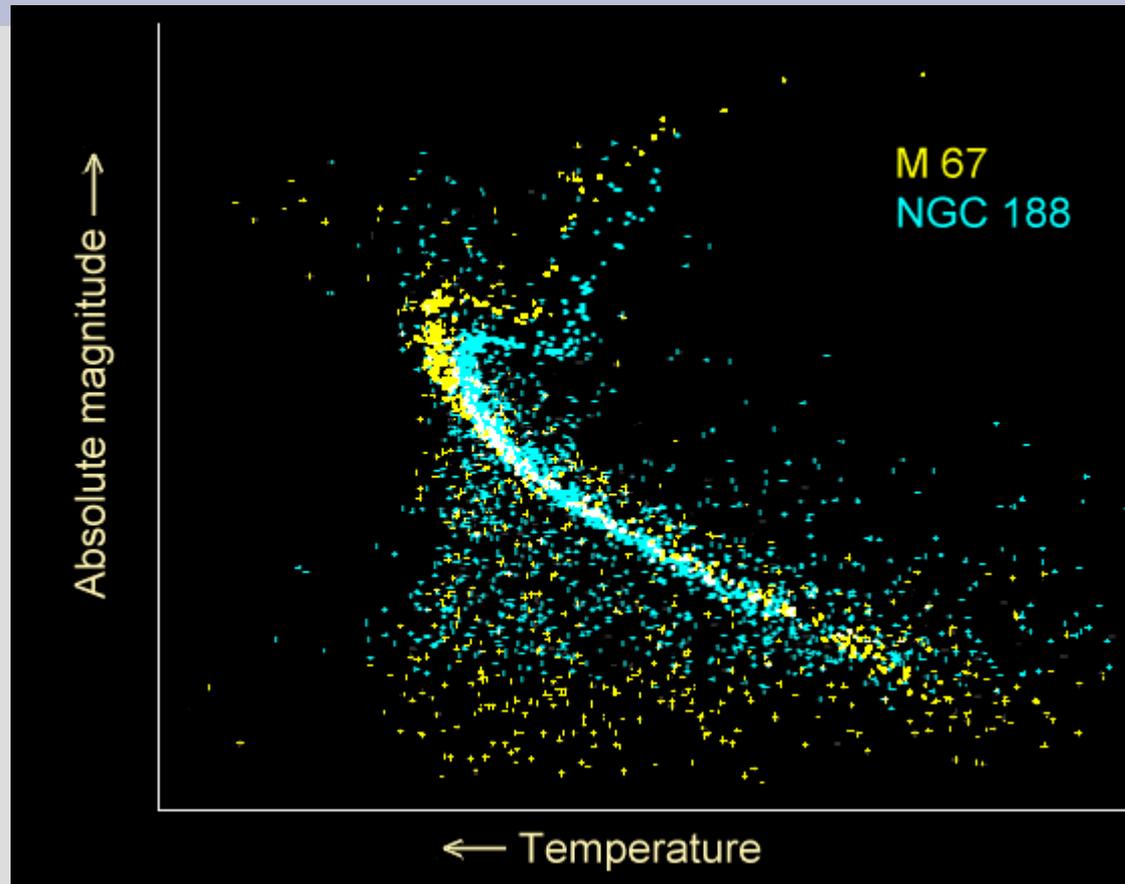
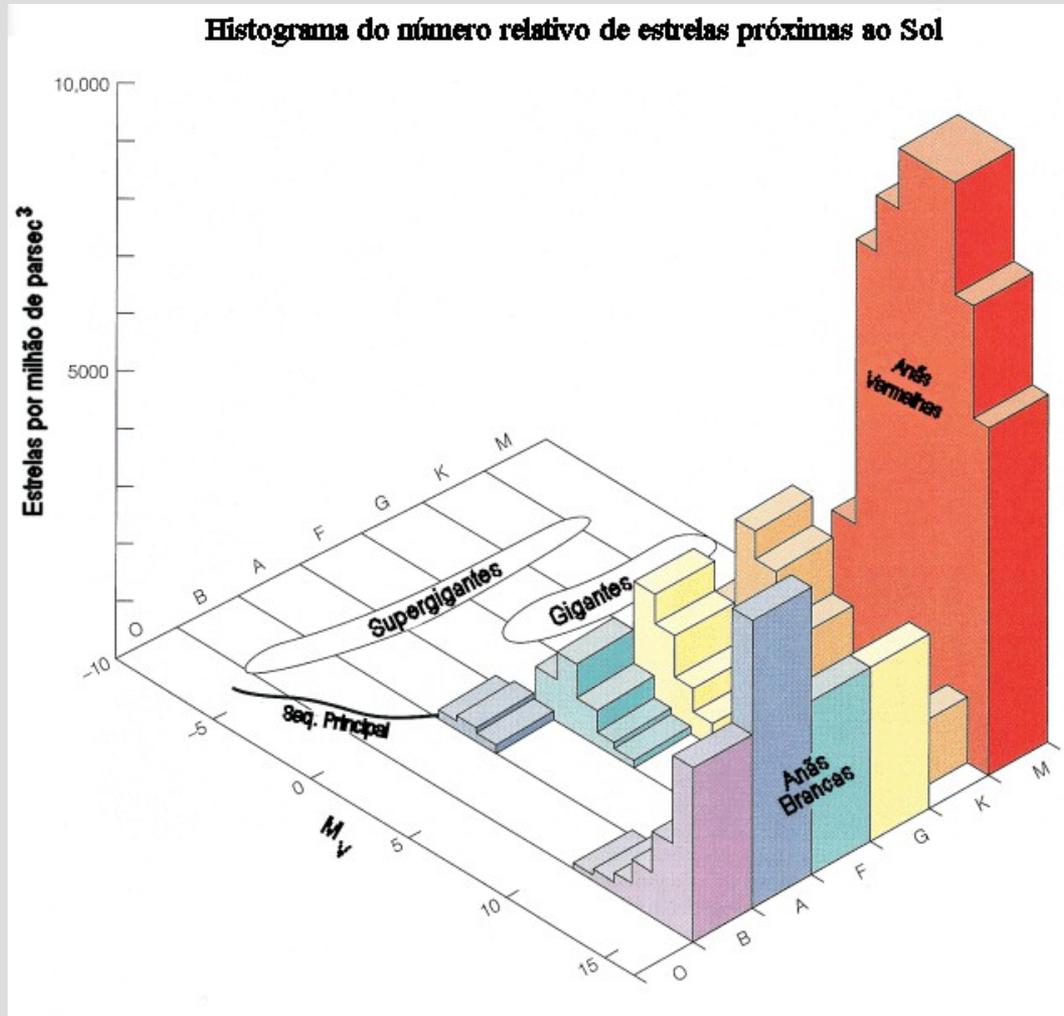
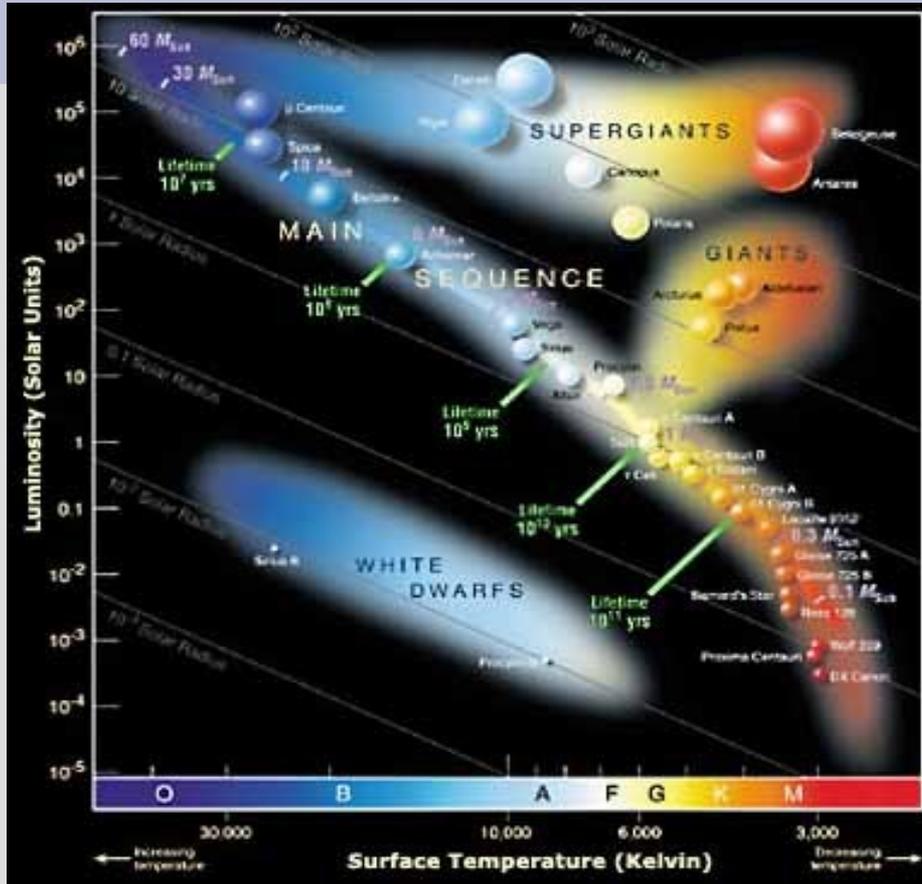


Diagrama HR de Aglomerados Abertos da galáxia mostrando os turn-off points da sequencia principal em diferentes idades

Estrelas na vizinhança do Sol



A seqüência principal

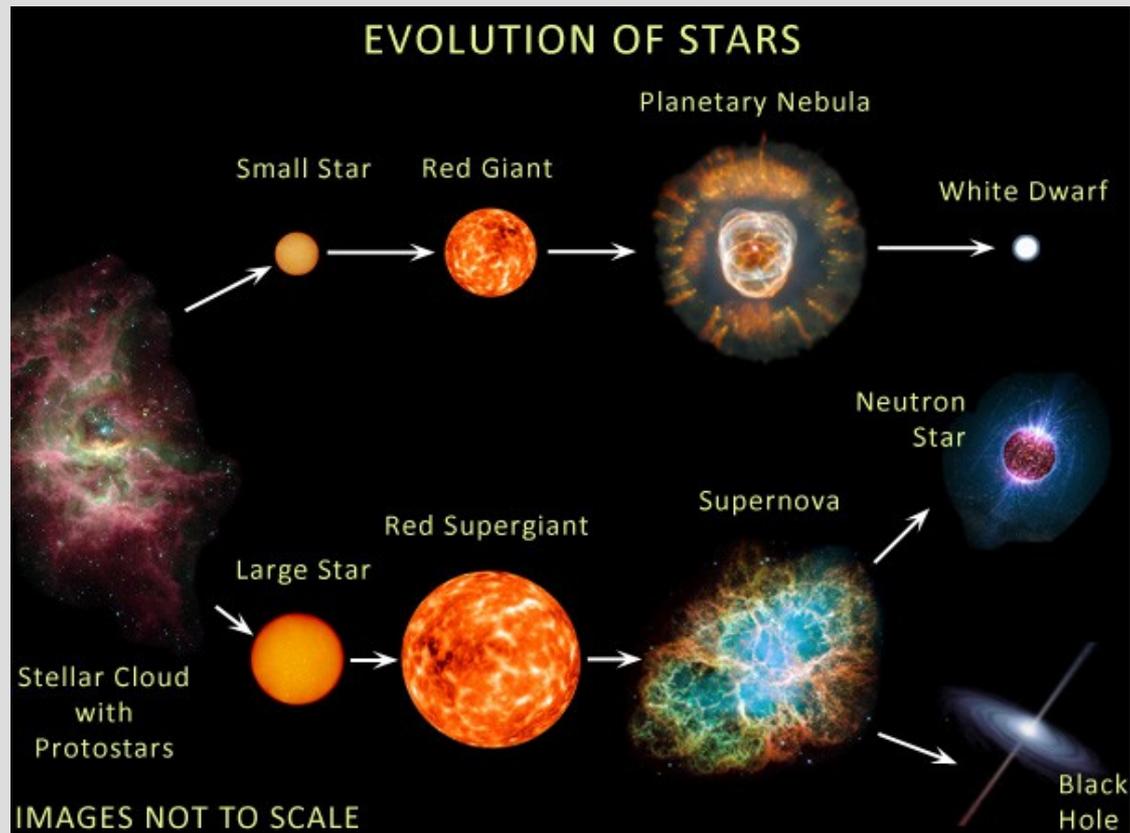


- A estrela passa a Maior parte de sua vida na seqüência principal;
- A estrela não anda na SP;
- A posição dela na SP do HR depende da massa inicial;

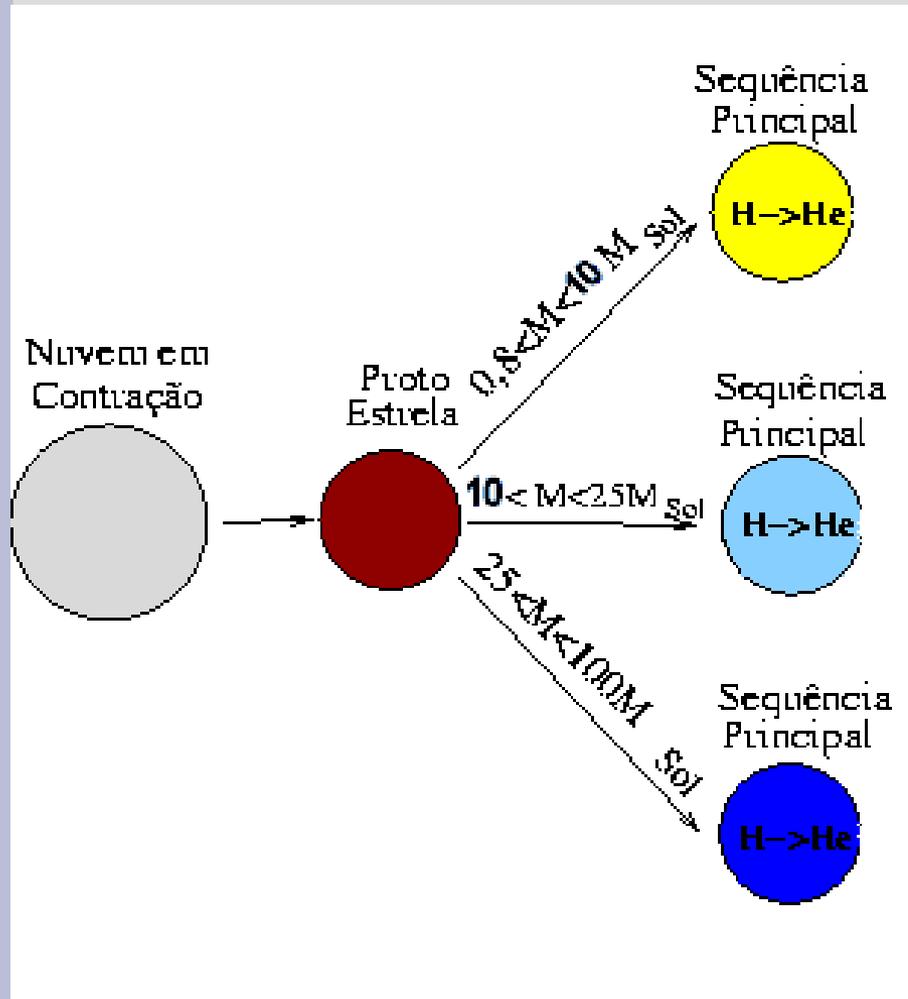
Uma vez começada a queima do hidrogênio no centro de uma proto-estrela, ela evolui rapidamente, passa pela fase de T-Tauri (alguns milhões de anos) e se torna uma estrela da Seqüência principal;

Evolução Estelar

Tudo depende da **massa!!!**



A sequência principal: todas as estrelas começam da mesma forma



- Durante a SP a estrela converte H em He no seu núcleo;
- O tempo de vida de uma estrela na SP depende de sua massa;
- Se a estrela tiver menos de $0,8 M_{sol}$ o tempo de vida do Universo não é suficiente para ela ter saído da SP;

Evolução Final das Estrelas

O destino final das estrelas, depois de consumir todo o seu combustível nuclear, depende de duas coisas:

1) Binarismo: Se a estrela é simples ou se faz parte de um sistema múltiplo (~60 % faz parte);

- Neste caso sua evolução depende tanto da massa quanto da separação entre as estrelas, que determinará quando na evolução as estrelas interagirão.

2) Massa inicial da estrela;

Evolução Final das Estrelas

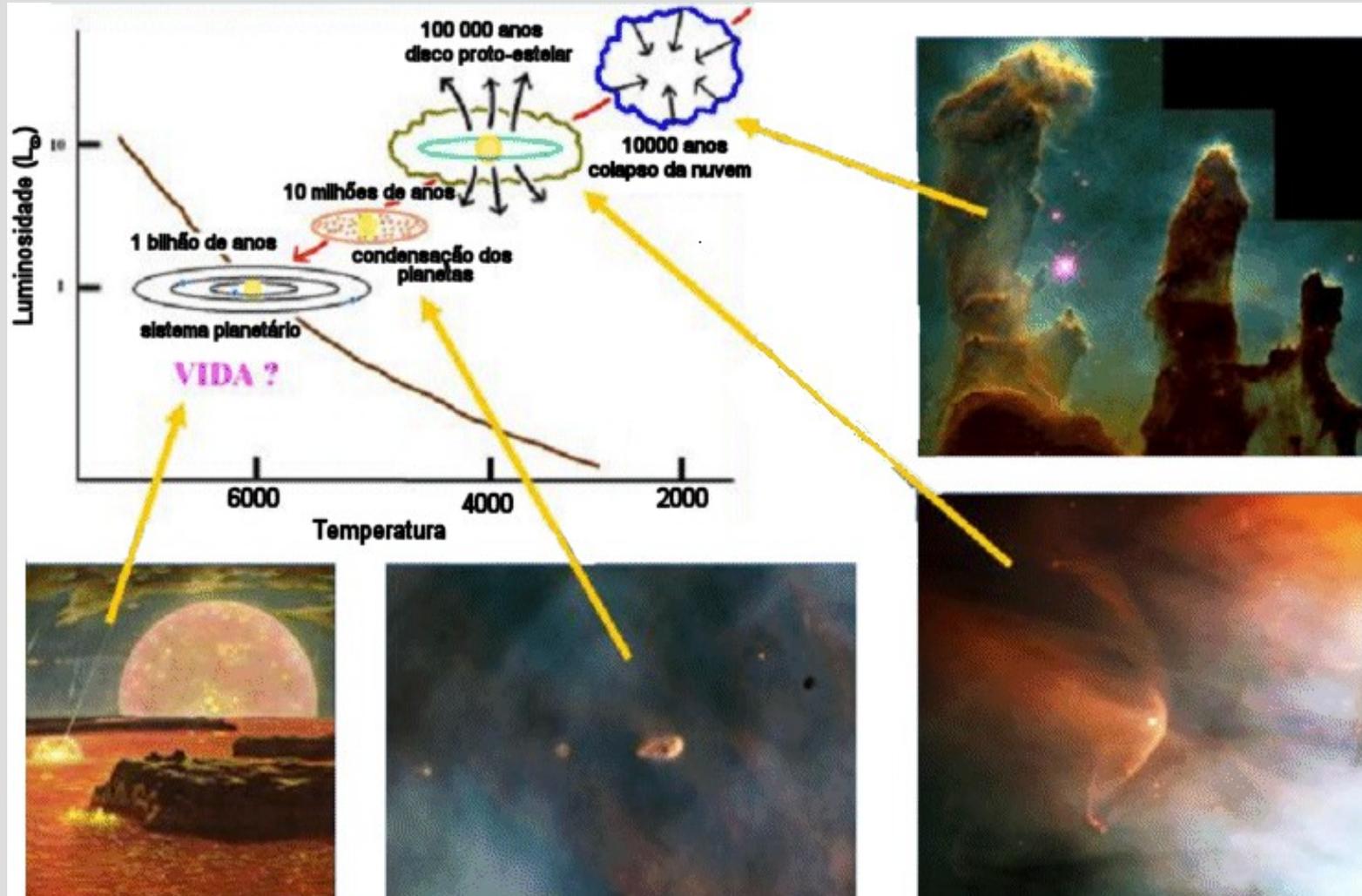
A evolução de 98% das estrelas para Anãs Brancas vem da Função Inicial de Massa

$$\text{IMF} = n(M) \sim M^{-2.35}$$

- nascem 300 estrelas de 1 MSol para cada uma estrela de 10MSol ($1^{-2.35}/10^{-2.35}$);
- 300 estrelas de 10 MSol para cada uma estrela de 100MSol.

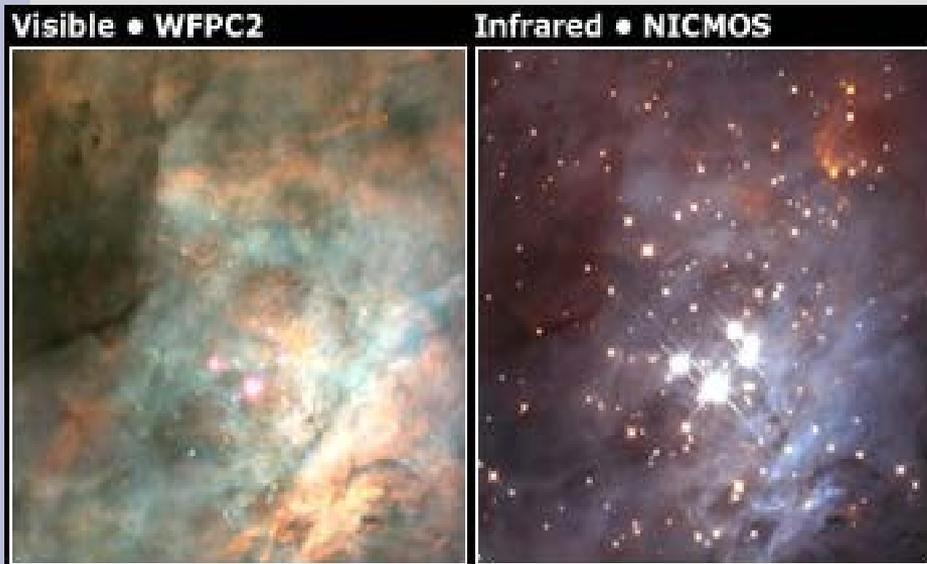
Contração de nuvem proto-estelar

Durante a formação, uma nuvem de gás se contrai, formando uma proto-estrela.



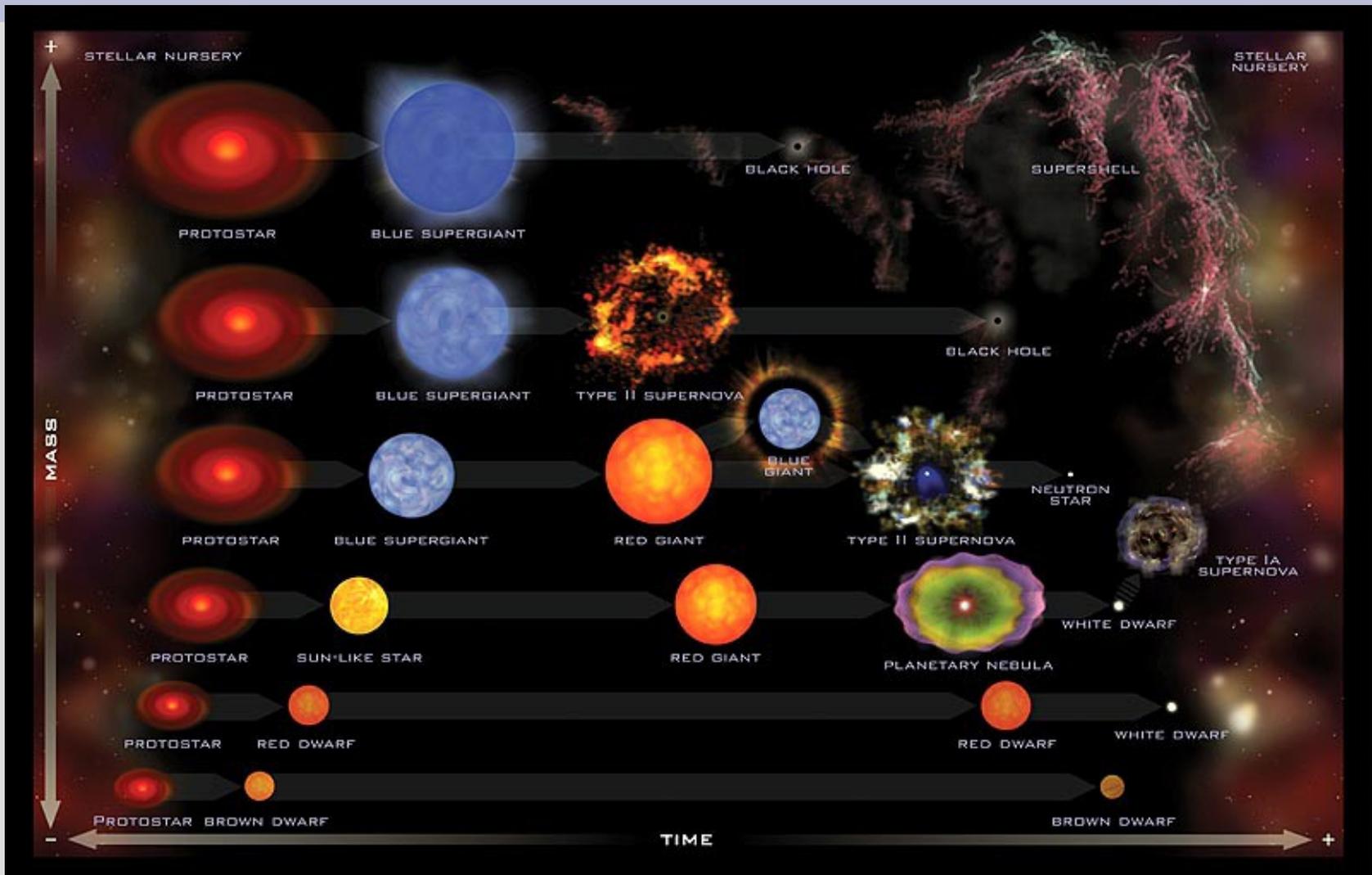
Evolução estelar para diferentes massas

- Quando a temperatura no núcleo fica suficientemente alta (8 milhões K) para iniciar reações nucleares estáveis, a proto-estrela torna-se uma estrela da SP, transformando hidrogênio em hélio no núcleo.
- Se a massa for $< 0,08 M_{\text{Sol}} = 73 M_{\text{Júpiter}}$, ela será uma anã marrom. Não será uma estrela pois nunca terá reações nucleares transformando hidrogênio em hélio ($T_{\text{núcleo}} < 8$ milhões K).



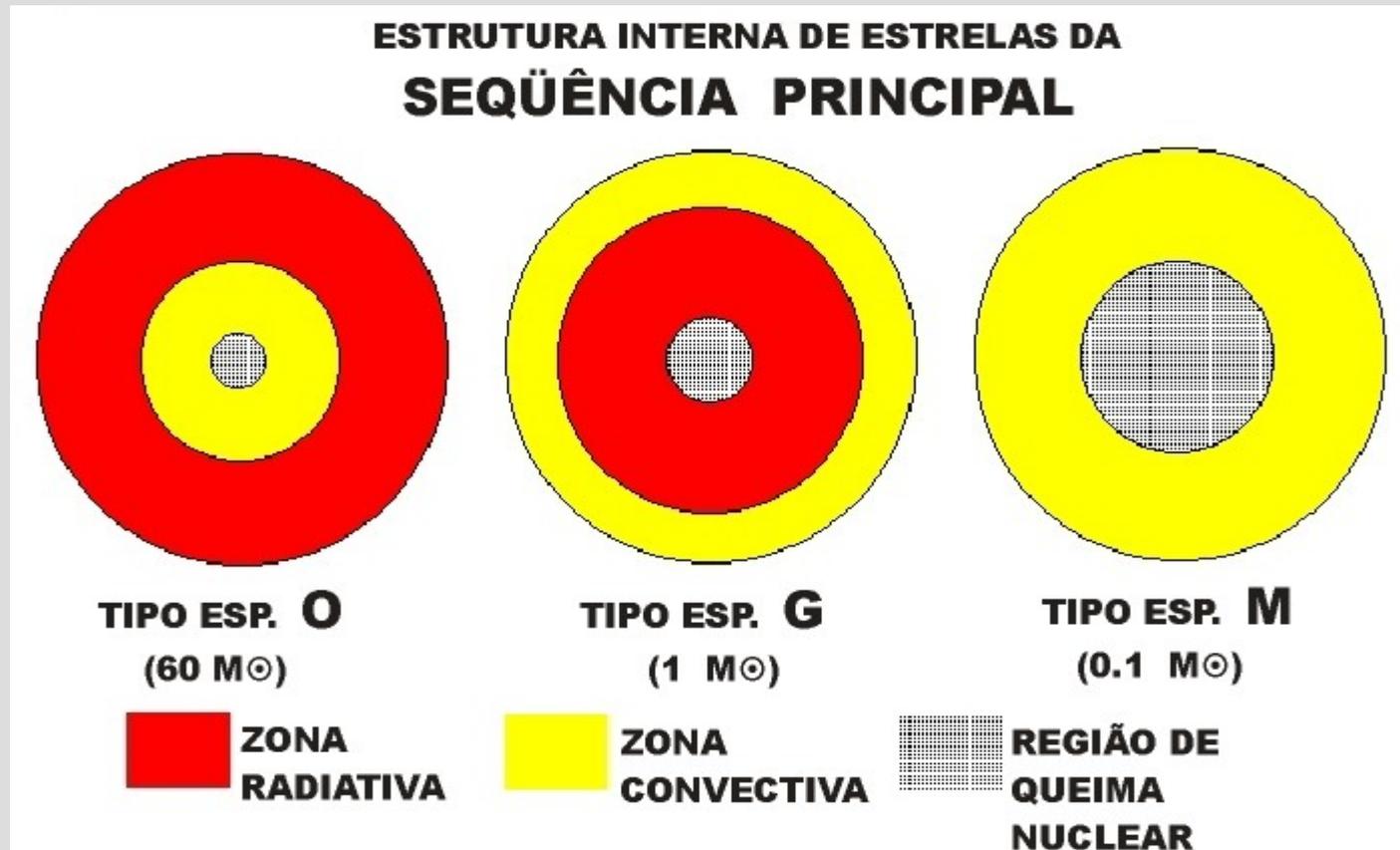
50 Anãs Marrons foram descobertas na nebulosa de Órion

Evolução Estelar

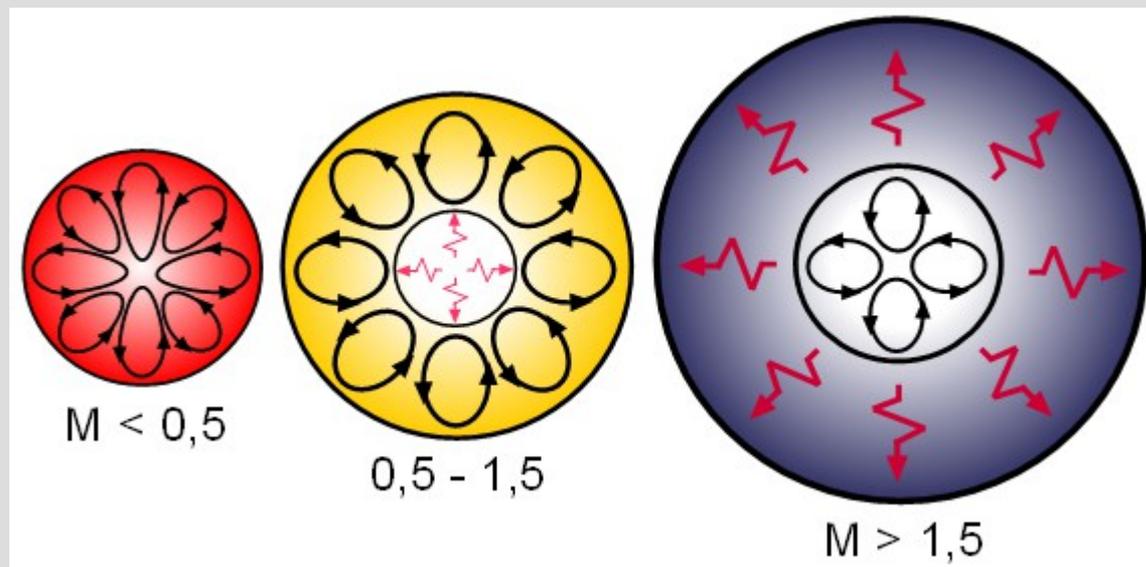


Interior Estelar

- a) o centro, onde ocorrem as reações de fusão de H em He;
- b) uma zona convectiva
- c) uma zona radiativa.

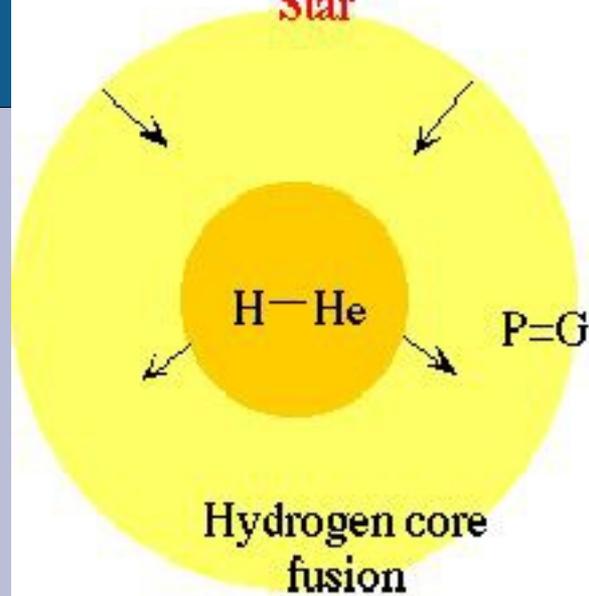


Interior Estelar

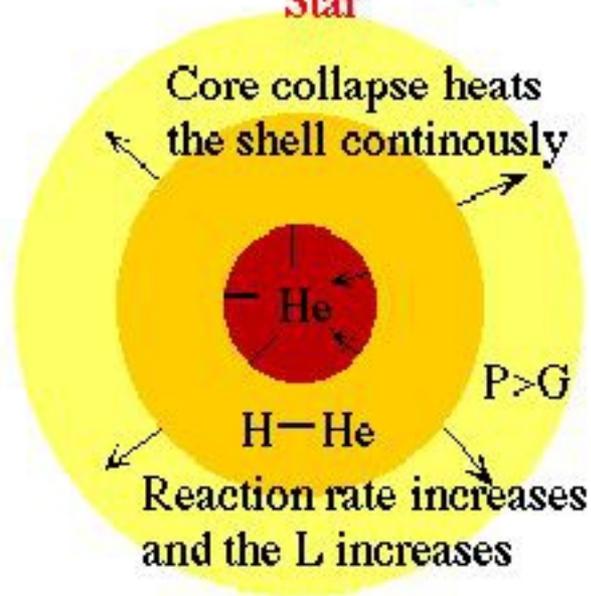


Interior Estelar

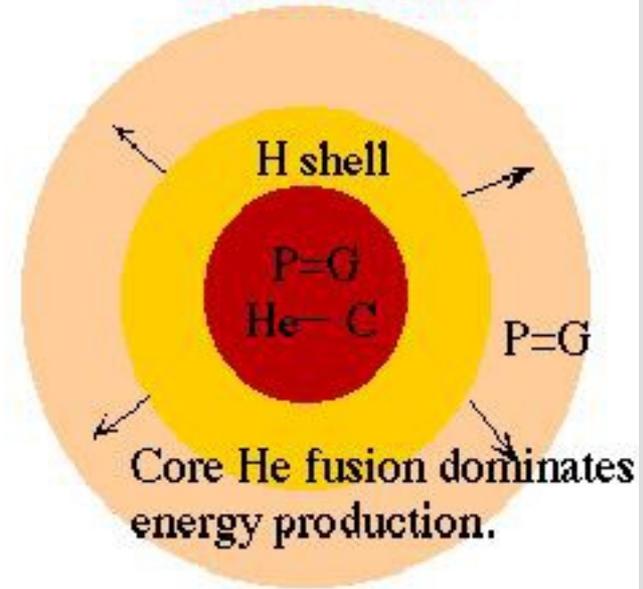
Main Sequence Star



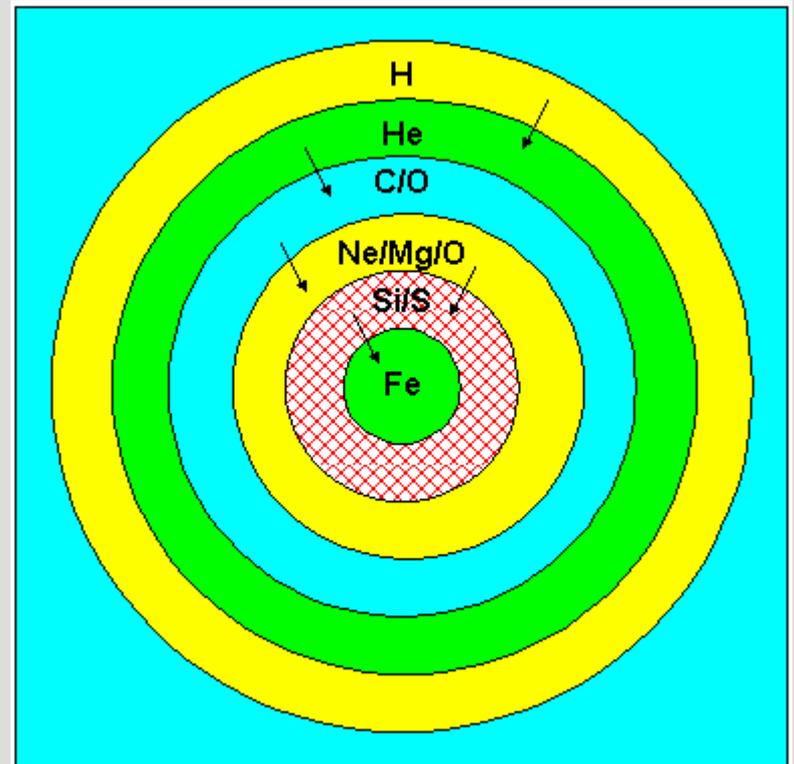
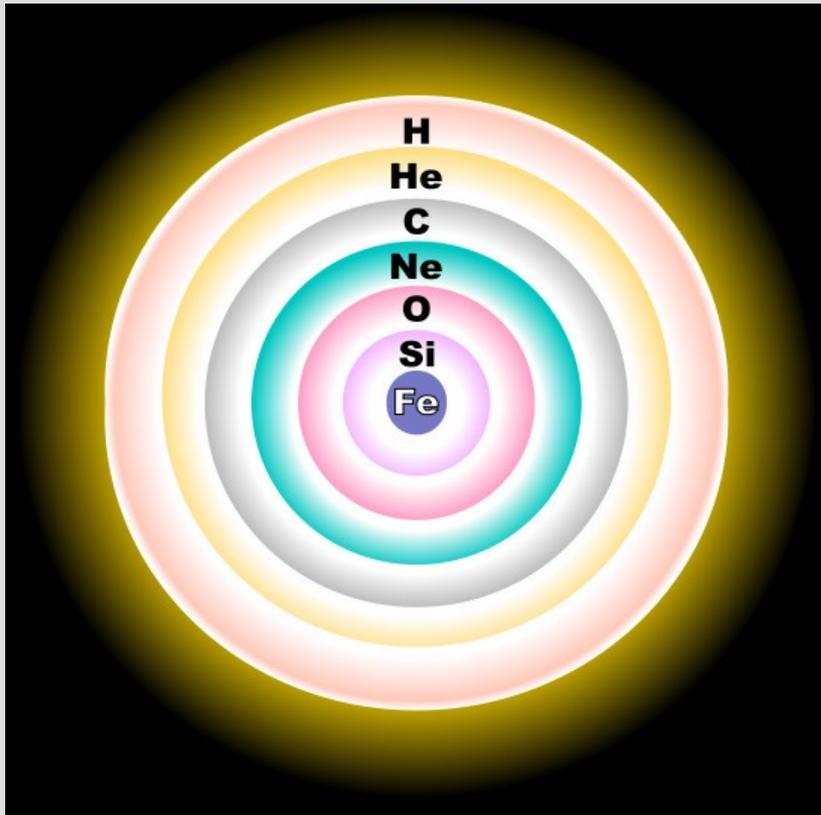
Post Main Sequence Star



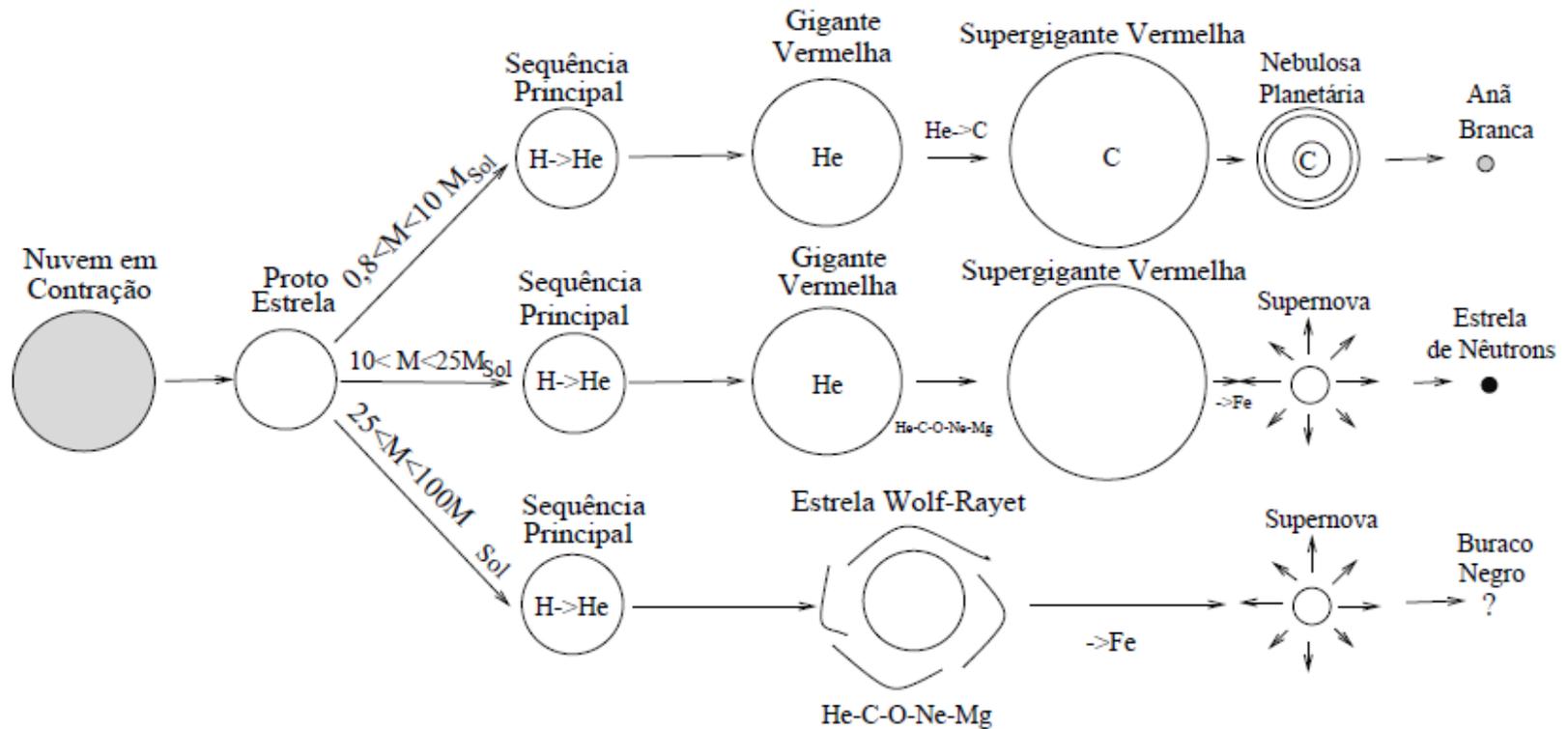
Red Giant Star



Interior Estelar

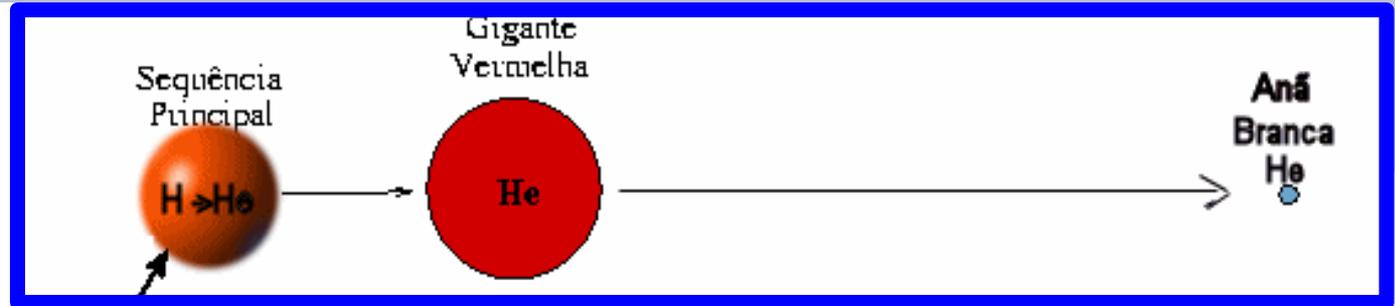


Evolução estelar para diferentes massas

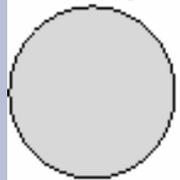


Evolução estelar para diferentes massas

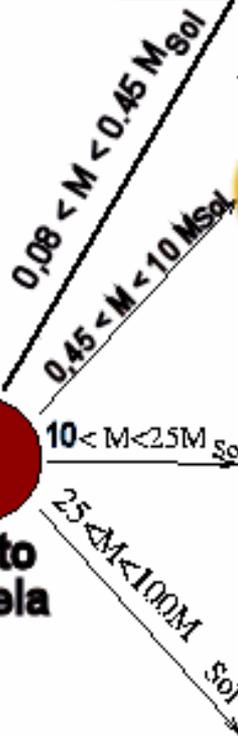
$0,08 - 0,8 M_{\text{Sol}}$



Nuvem em Contração

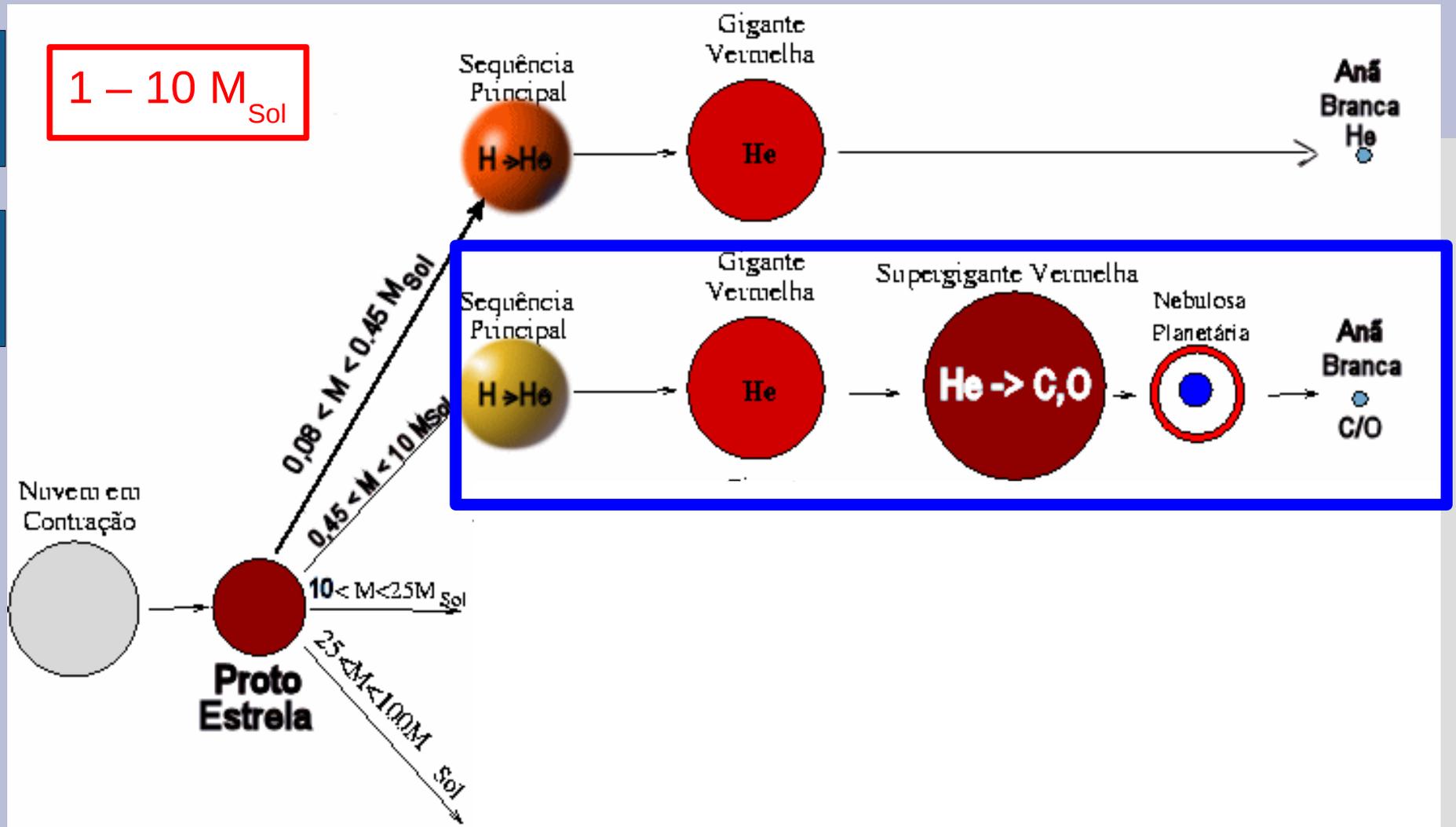


Proto Estrela



- Se a massa da estrela for entre $0,08 M_{\text{Sol}}$ e $0,45 M_{\text{Sol}}$ ela se tornará uma anã branca com núcleo de hélio.

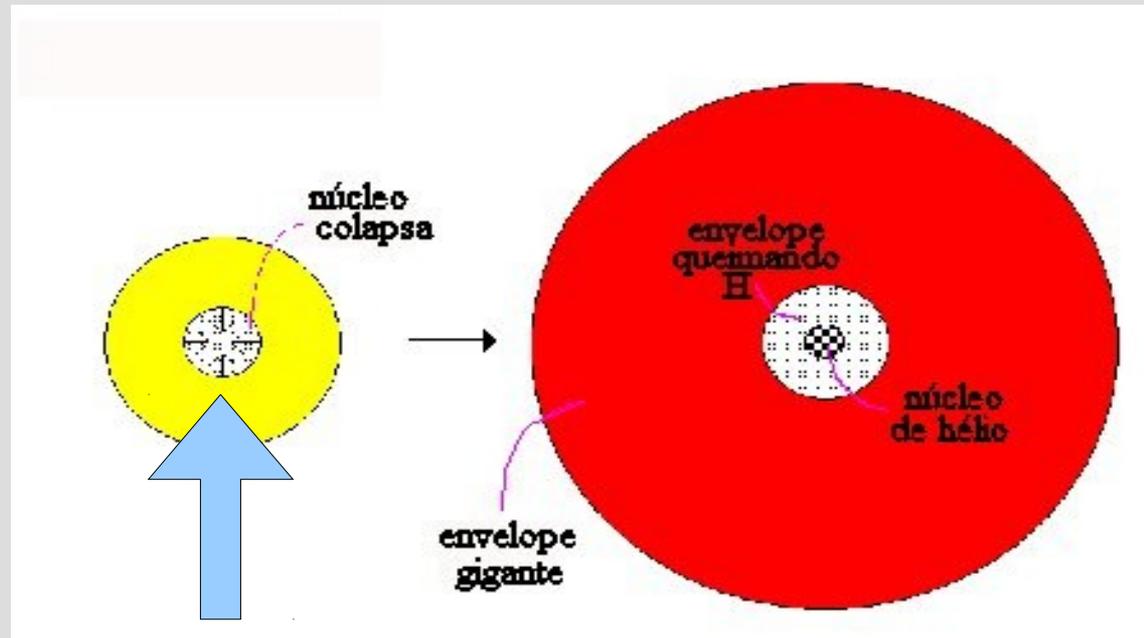
Evolução estelar para diferentes massas



Evolução estelar para diferentes massas

1 – 10 M_{Sol}

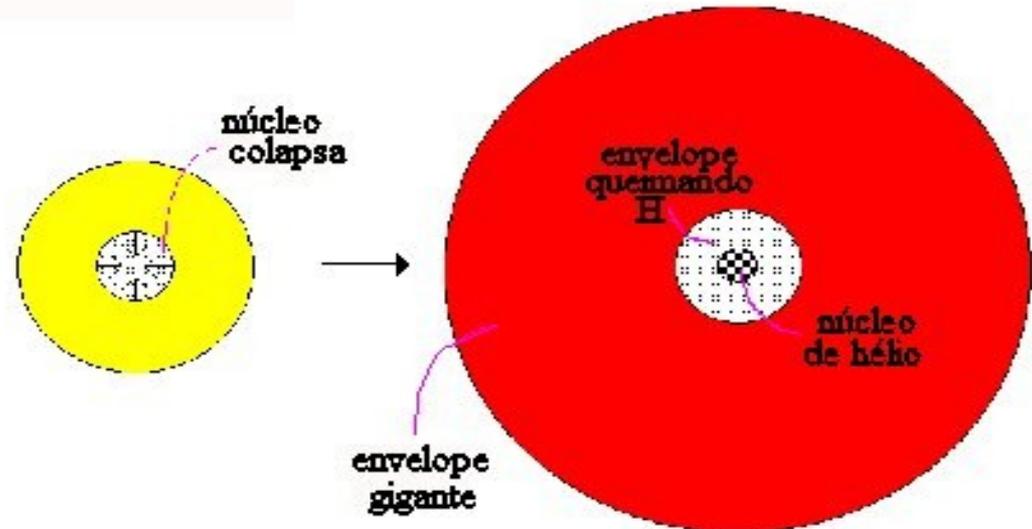
- A vida do Sol na seqüência principal está estimada em 10 a 11 bilhões de anos.
- Quando as estrelas consomem o hidrogênio no núcleo, que corresponde a aproximadamente 10% da sua massa total (50 000 km no Sol), elas saem da seqüência principal.



Evolução estelar para diferentes massas

$1 - 10 M_{\text{Sol}}$

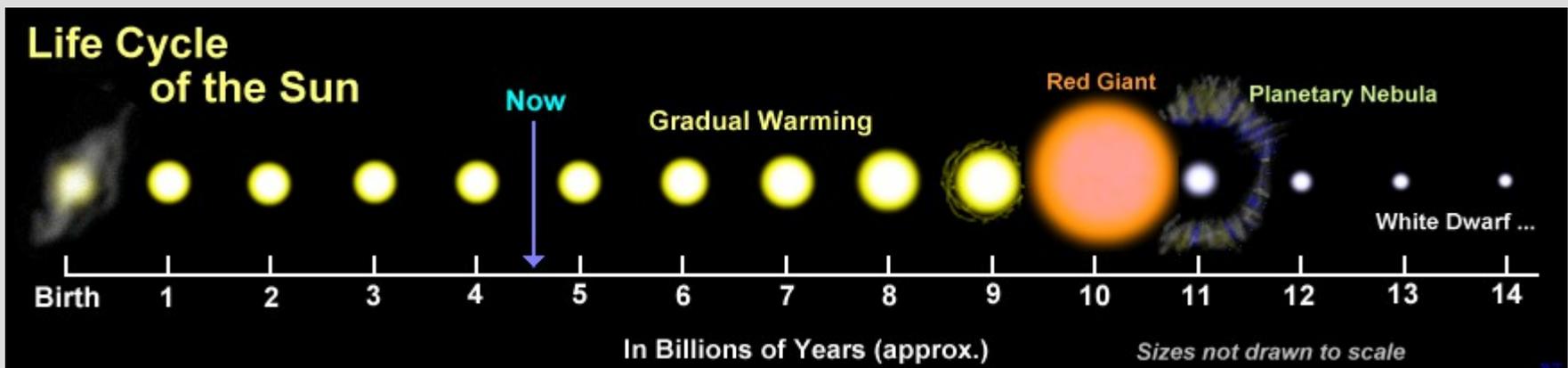
- Como nenhuma energia nuclear é gerada no núcleo nesta fase, ele se contrai rapidamente, e a luminosidade da estrela aumenta um pouco.
- A geração de energia nuclear passa a se dar em uma camada externa a este núcleo, com aproximadamente 2 000 km de espessura, onde a temperatura e a densidade são suficientes para manter as reações nucleares.



Evolução estelar para diferentes massas

1 – 10 M_{Sol}

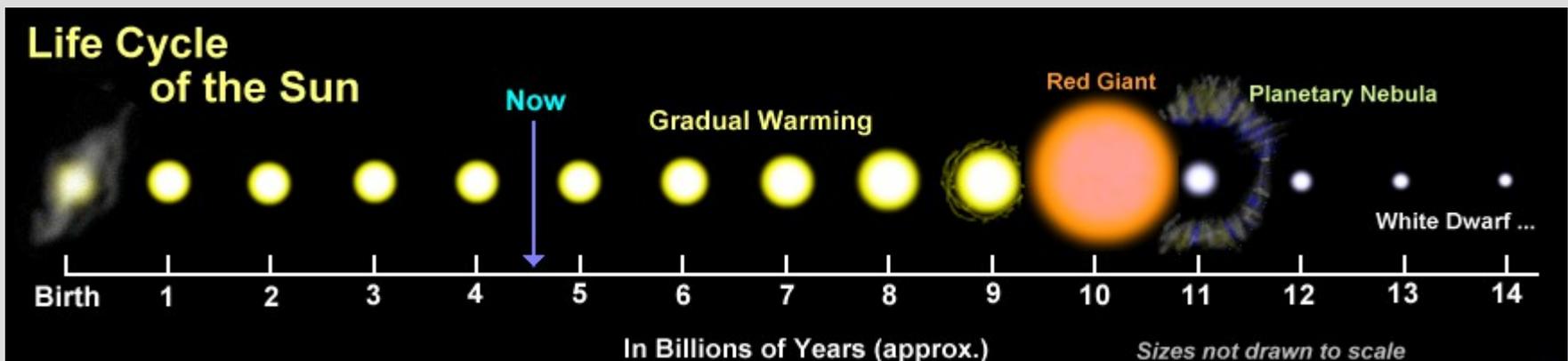
- As camadas externas se reajustam ao aumento de luminosidade expandindo-se, e como a área superficial aumenta, sua temperatura diminui.
- A luminosidade aumenta e a estrela torna-se mais vermelha, aproximando-se do ramo das gigantes no diagrama HR.
- Quando o Sol atingir esta fase, daqui há 6,5 bilhões de anos, a radiação solar atingindo a Terra será tão intensa que a temperatura na superfície da Terra atingirá 700 C, os oceanos ferverão, deixando a Terra seca.



Evolução estelar para diferentes massas

1 – 10 M_{Sol}

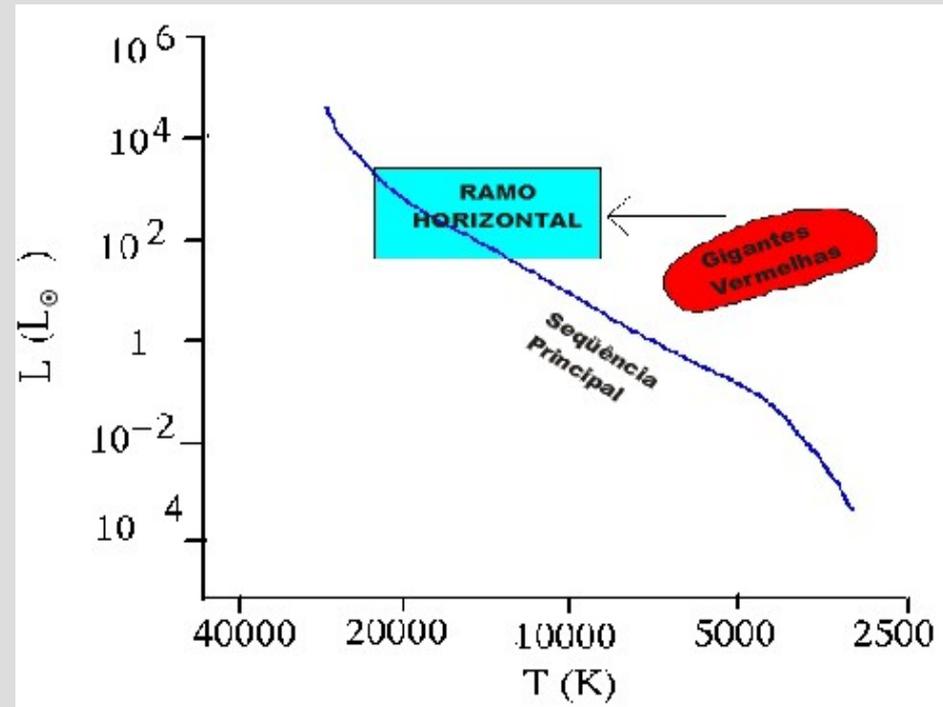
- A atmosfera se esvairá, pois os átomos e moléculas estarão se movendo a velocidades tão altas que escaparão da Terra.
- No centro do Sol, a temperatura atingirá 100 milhões de Kelvin, e a reação triplo- α , (Salpeter), iniciará, combinando três núcleos de hélio (partículas α) em um núcleo de carbono.



Evolução estelar para diferentes massas

1 – 10 M_{Sol}

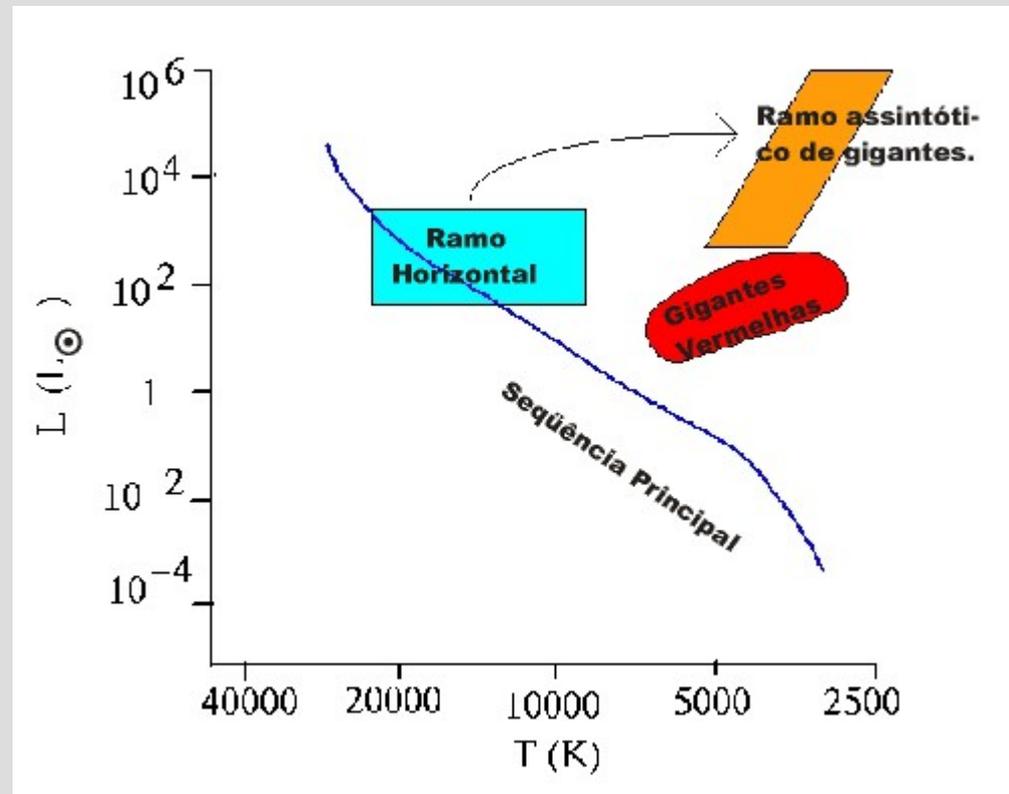
- O Sol será então uma gigante vermelha, transformando hélio em carbono no núcleo, e hidrogênio em hélio em uma fina camada mais externa.
- A massa do Sol não é suficiente para que a temperatura do núcleo alcance um 10^9 K, necessária para queimar o carbono
- Quando estas estrelas transformam o hélio nuclear em carbono, elas saem do ramo das gigantes e passam para o ramo horizontal.



Evolução estelar para diferentes massas

1 – 10 M_{Sol}

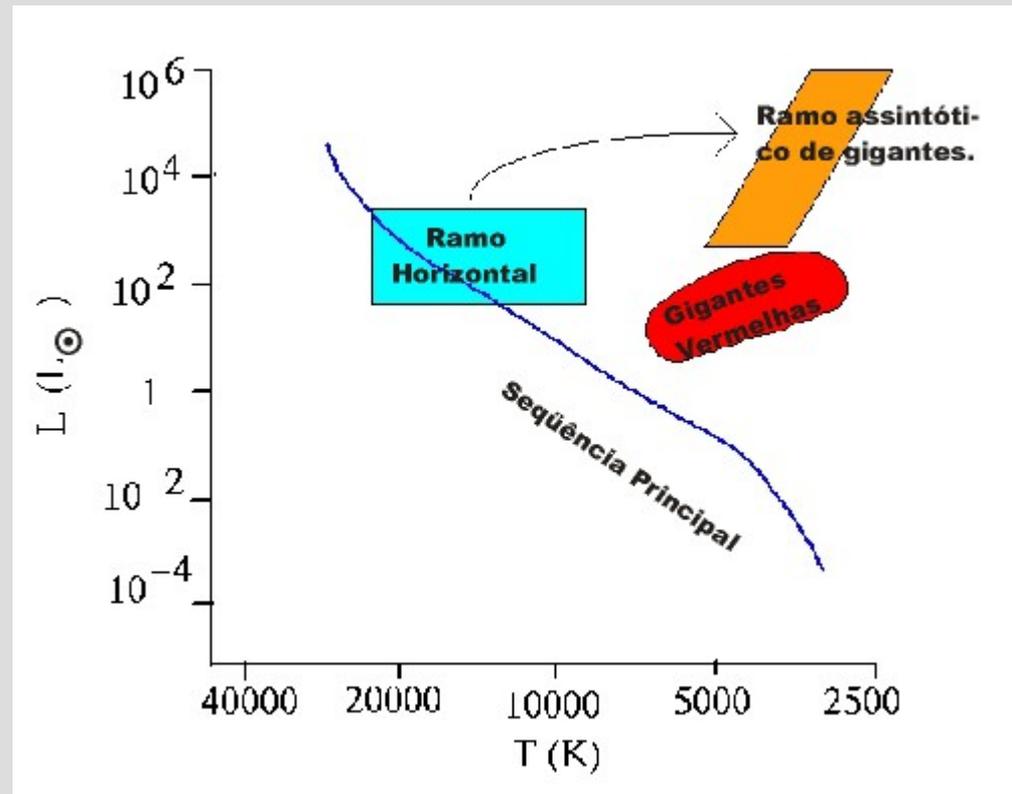
Quando o hélio nuclear for todo transformado em carbono, e parte em oxigênio, as estrelas entram no ramo das supergigantes, chamado também de Ramo Assintótico das Gigantes (AGB).



Evolução estelar para diferentes massas

$1 - 10 M_{\text{Sol}}$

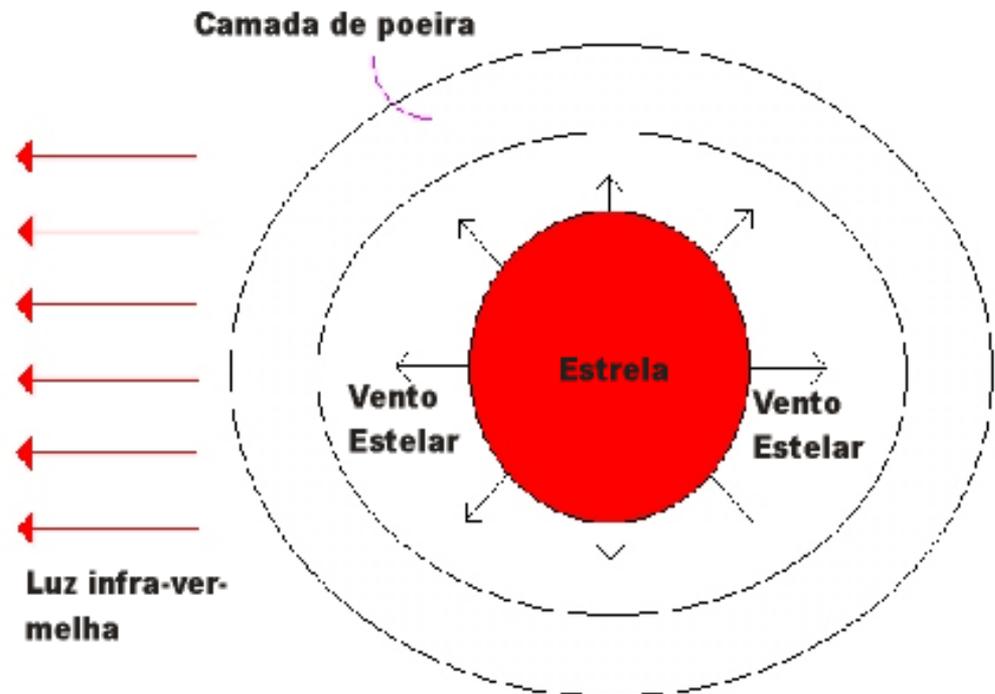
- Inicialmente, a maior parte da energia é produzida na camada rica em hidrogênio (externa), sendo a camada de hélio relativamente pequena.
- À medida em que a camada de hidrogênio deposita mais hélio, aumenta a produção de energia via fusão de hélio, levando a um evento explosivo chamado de pulso térmico.



Evolução estelar para diferentes massas

1 – 10 M_{Sol}

- Nesta fase aumenta de tamanho e luminosidade.
- A estrela começa a produzir um vento de partículas carregadas que dela se perdem. Há portanto perda de massa pela estrela, que se desfaz de grande parte de suas regiões mais externas



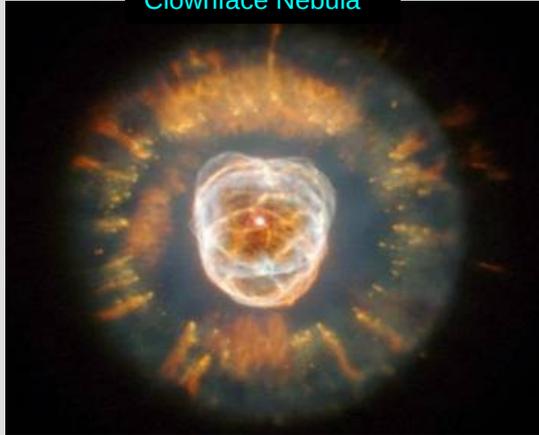
Estrelas do ramo assintótico estão envoltas em uma camada de poeira produzida pela seu próprio vento estelar. Esta camada bloqueia a luz visível, mas emite luz no infra-vermelho.

Evolução estelar para diferentes massas

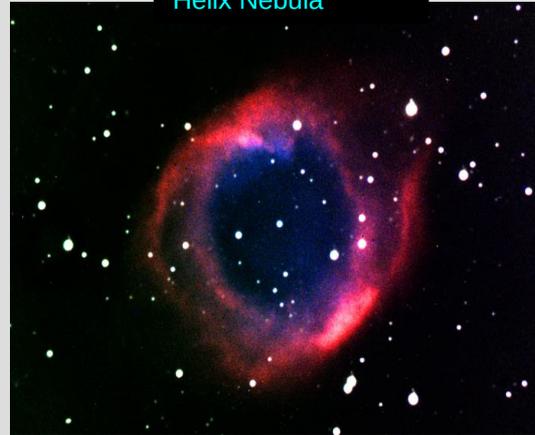
1 – 10 M_{Sol}

- Após passar outras centenas de milhares de anos no ponto superior direito deste diagrama, chamado de ramo gigante assintótico (AGB), a estrela ejetará uma **nebulosa planetária**, e o núcleo remanescente será uma estrela **anã branca**.

Clownface Nebula



Helix Nebula



IC 418



NGC3132



NGC 6543

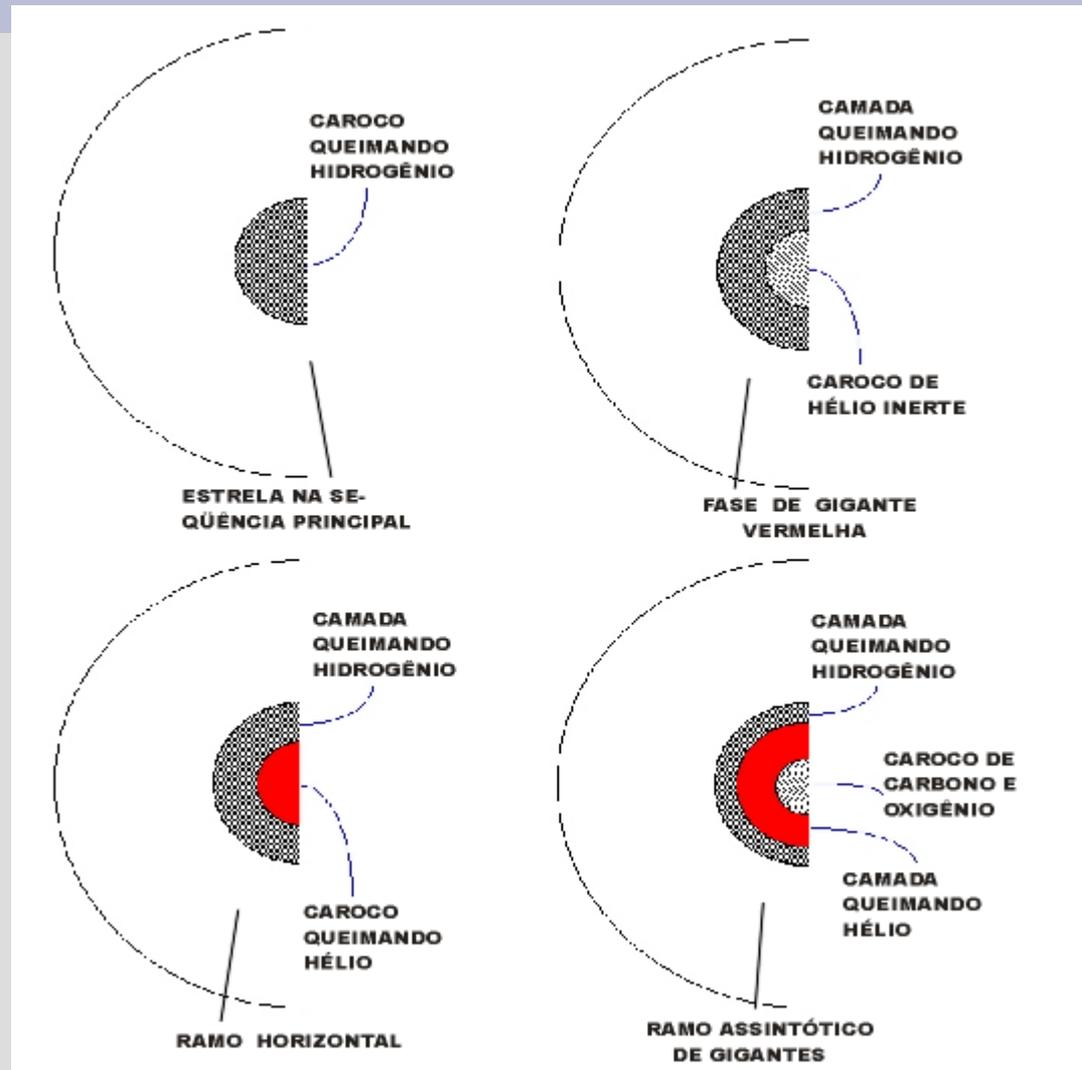


NGC 2440



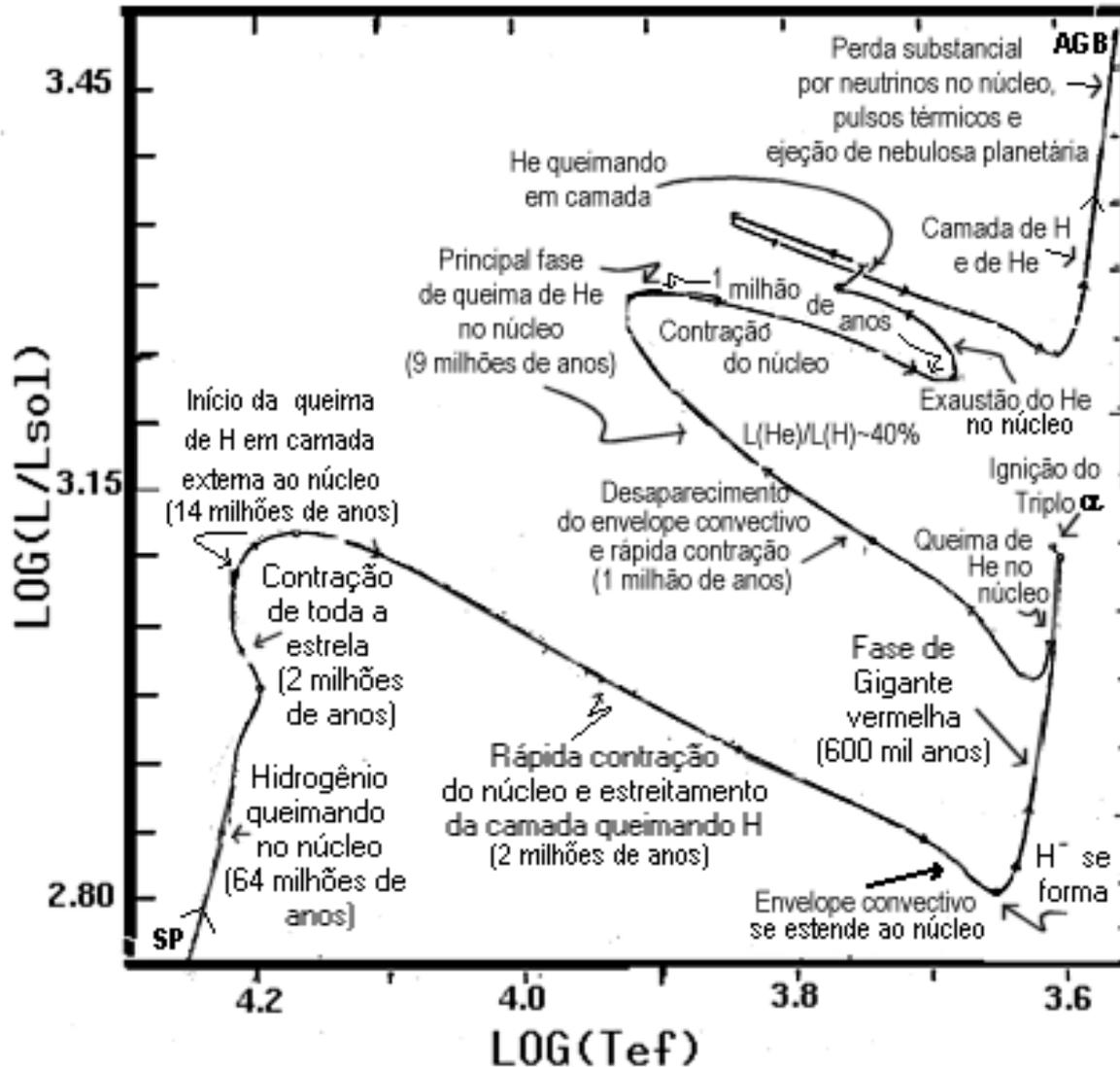
Evolução estelar para diferentes massas

1 – 10 M_{Sol}



Evolução estelar para diferentes massas

1 – 10 M_{Sol}



Evolução estelar para diferentes massas

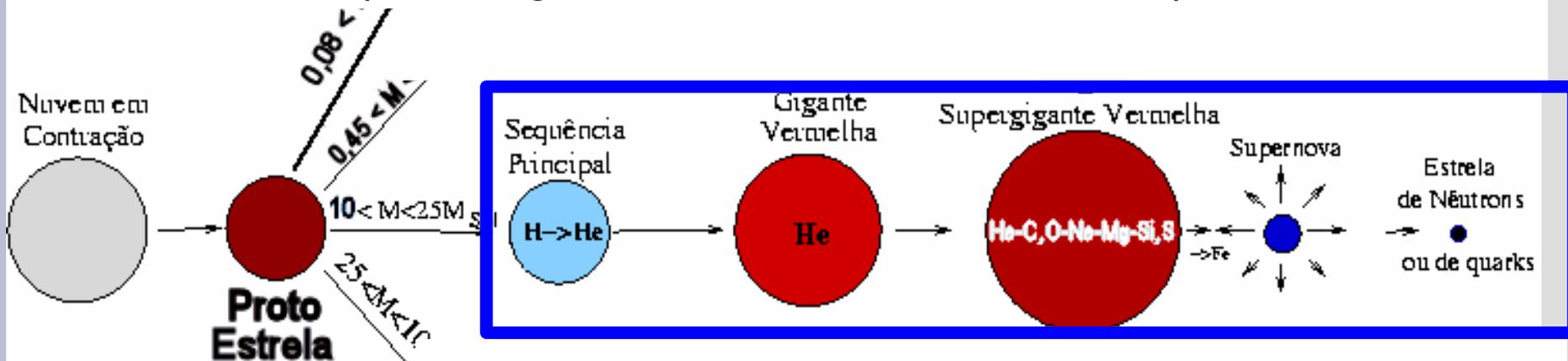
1 – 10 M_{Sol}

Estágio	Duração	Temperatura	Temperatura	Raio
1 M_{Sol}	(anos)	Central (10^6 K)	Efetiva (K)	(700 000km)
Seqüência Principal	10 bilhões	15	5400	1
Subgigante	100 milhões	50	4000	3
Flash de hélio	100 mil	100	4000	100
Ramo Horizontal	50 milhões	200	5000	10
Supergigante	10 mil	250	4000	500
Nebulosa Planetária	10 mil	300	100 000(3000 nebula)	0,01(1000 nebula)
Anã Branca	11 bilhões	100	100 000 a 3000	0,01
Anã Preta	10^{15} a 10^{37}	5K	5	0,01

Evolução estelar para diferentes massas

Se a estrela iniciar sua vida com massa entre 10 e 25 MSol, após a fase de supergigante ela ejetará a maior parte de sua massa em uma explosão de supernova, e terminará sua vida como uma estrela de nêutrons, com uma temperatura superficial acima de 1 milhão de graus K, massa de cerca de 1,4 MSol, e raio de cerca de 20 km.

Se esta estrela possuir campo magnético forte, ela emitirá luz direcionada em um cone em volta dos pólos magnéticos, como um farol, e será um pulsar.



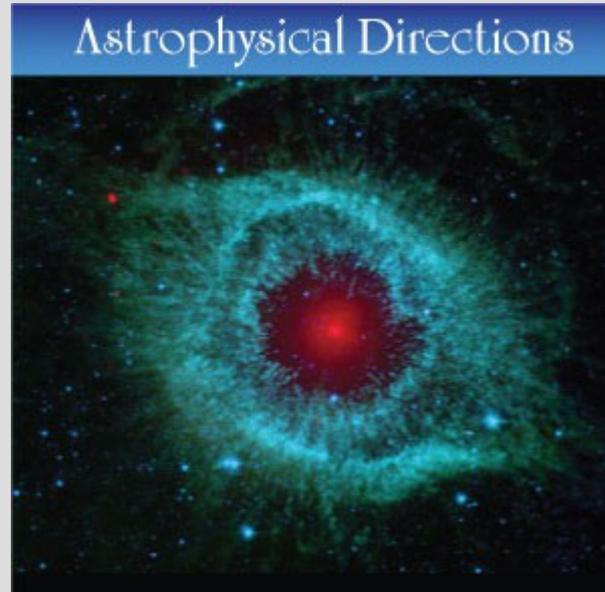
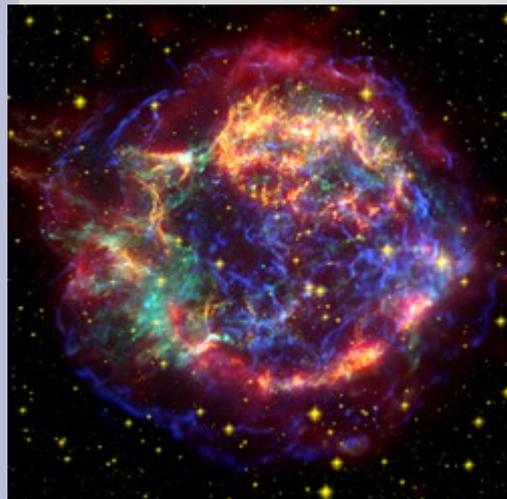
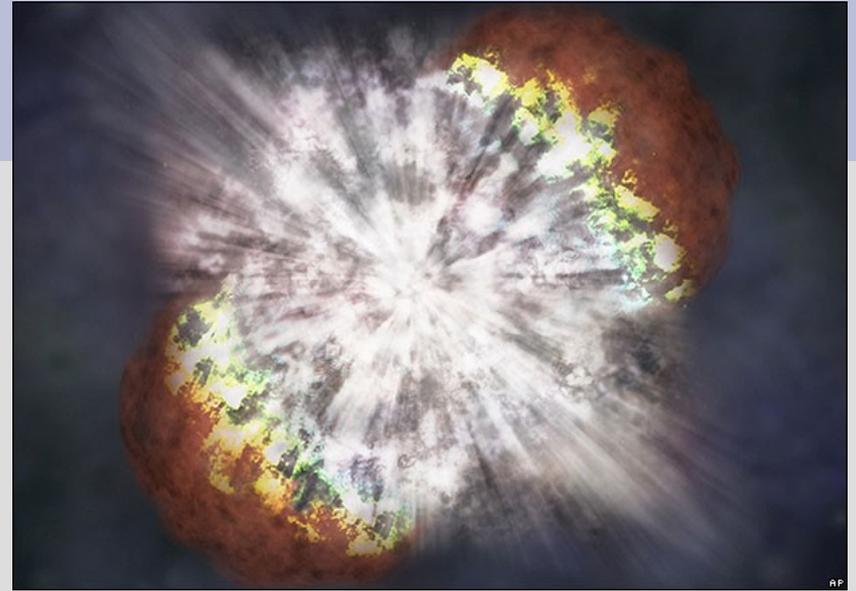
Quanto maior a massa das estrelas mais rápido elas evoluem: uma estrela de 10 massas solares sai da seqüência principal em 100 milhões de anos.

10-25 M_{Sol}

$$\tau_{SP} = \frac{1}{(M/M_{\odot})^2} 10^{10} \text{anos}$$

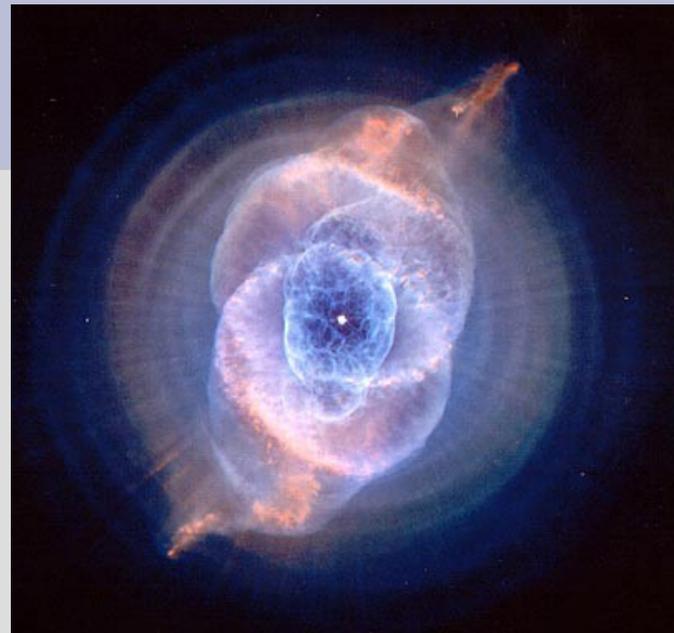
Evolução estelar para diferentes massas

10-25 M_{Sol}



Evolução estelar para diferentes massas

10-25 M_{Sol}



M51 (May 9, 2005)



M51 (July 10, 2005)

Arrows point to supernova



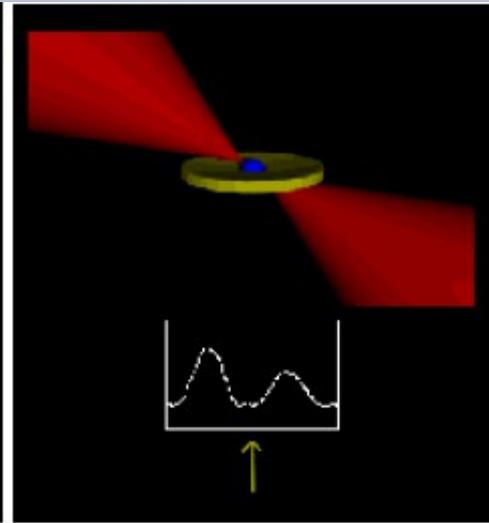
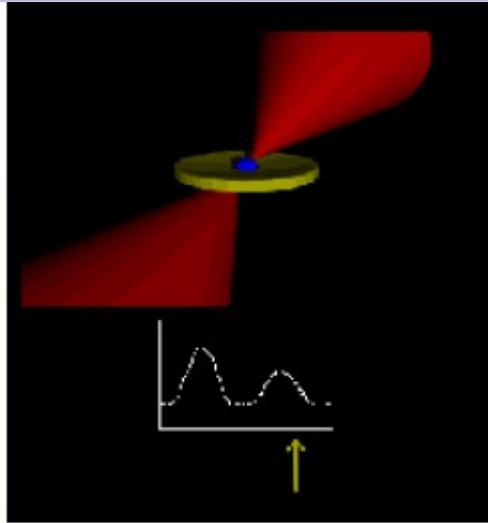
Evolução estelar para diferentes massas

10-25 M_{Sol}

- A explosão de supernova ocorre porque, após a formação do núcleo de ferro, o núcleo colapsa violentamente em alguns segundos, sob o peso de sua própria atração gravitacional, sem ter outro combustível para liberar energia nuclear.
- As camadas superiores, contendo aproximadamente 90% da massa colapsam então sobre este núcleo, e após o comprimirem até o limite das leis físicas, são empurradas para fora com velocidades de milhares de quilômetros por segundo.
- Tanta energia é liberada em um colapso de supernova que ela brilha com a luminosidade de uma galáxia de 200 bilhões de estrelas.

Evolução estelar para diferentes massas

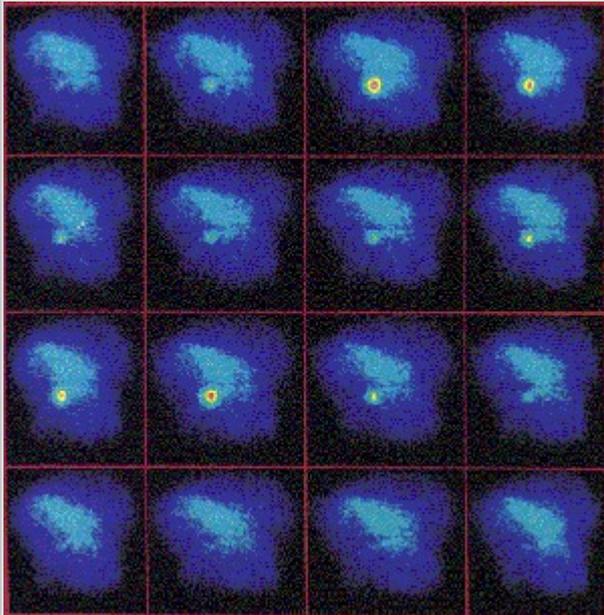
10-25 M_{Sol}



Simulação da aproximação a um pulsar, mostrando o feixe de luz orientado com os pólos magnéticos.

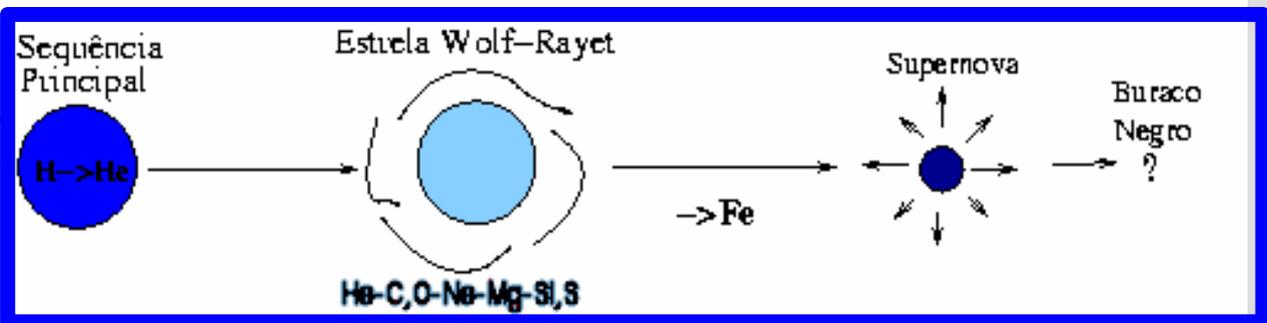
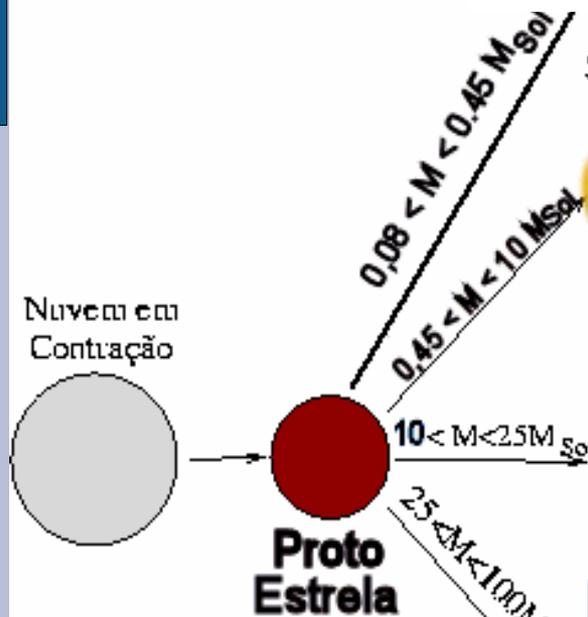
A detecção de pulsares é estatística

Seqüência de fotos do pulsar da Nebulosa do Caranguejo, com período de 33 ms.



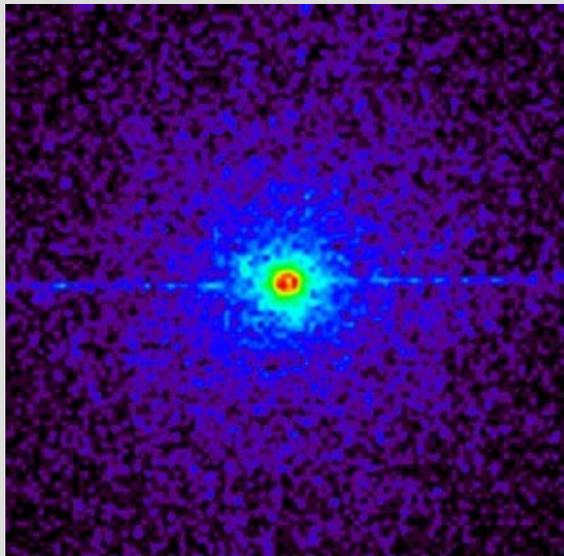
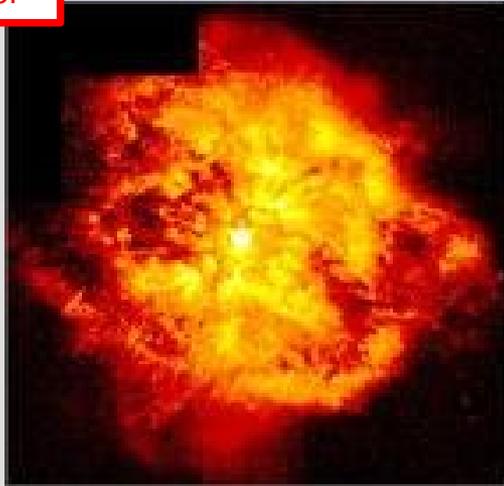
Evolução estelar para diferentes massas

25-100 M_{Sol}



Evolução estelar para diferentes massas

25-100 M_{Sol}



Evolução estelar para diferentes massas

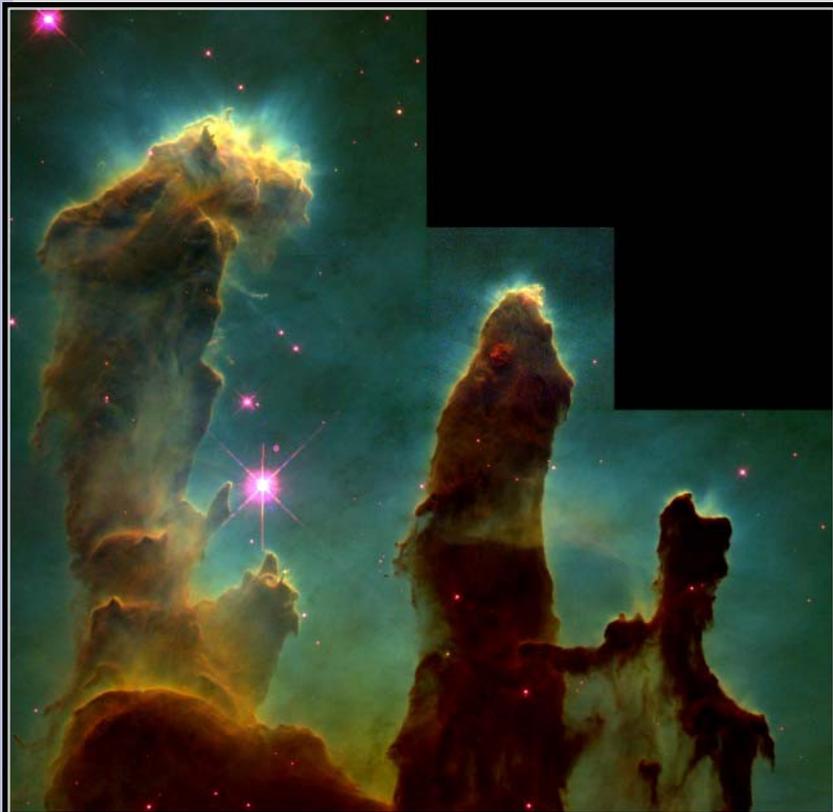
- Se a estrela iniciar sua vida com massa entre 25 e 100 M_{Sol} , após a fase de supernova restará um buraco negro, com massa da ordem de 6 M_{Sol} , e raio do horizonte de 18 km.
- O raio do horizonte, ou raio de Schwarzschild é a distância ao buraco negro dentro da qual nem a luz escapa:

$$R_{\text{sch}} = 2GM / c^2$$

- Não há, ainda, evidências claras da detecção de buracos negros estelares.
- Para algumas estrelas massivas, os modelos de deflagração da explosão de supernova prevêm dispersão total da matéria.
- **Portanto, todos nós somos “poeira das estrelas”!!**

FIM

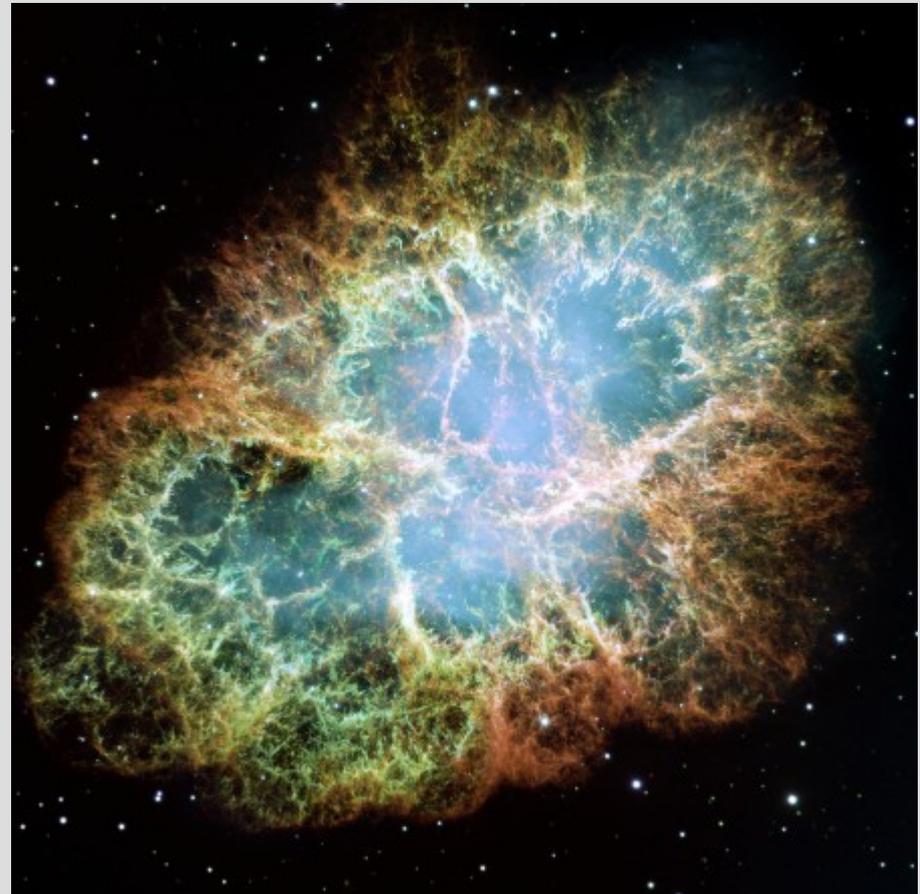
Obrigado!



Gaseous Pillars · M16

HST · WFPC2

PRC95-44a · ST ScI OPO · November 2, 1995
J. Hester and P. Scowen (AZ State Univ.), NASA



Slides Extras

Espectro de linhas: como se formam as linhas espectrais?

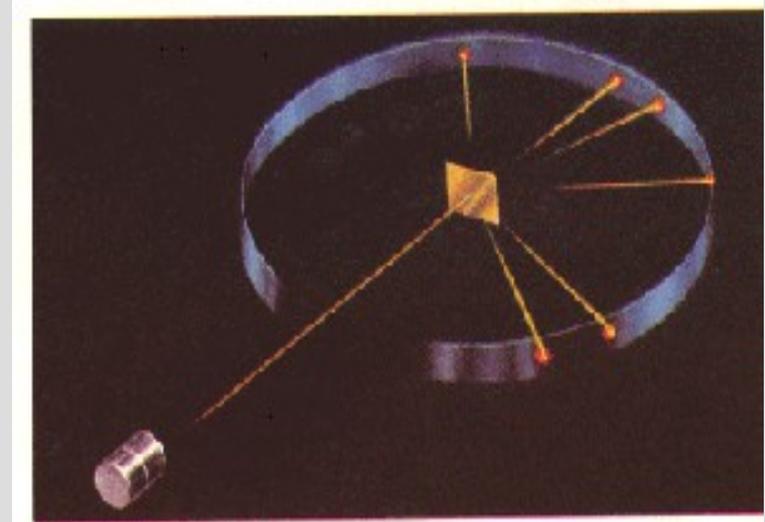
Rutherford, Geiger e Marsden fizeram vários experimentos em 1909 bombardeando folhas de ouro com partículas alfa (íons de hélio).

- Uma em cada 20 000 partículas incidentes eram refletidas na mesma direção de incidência;

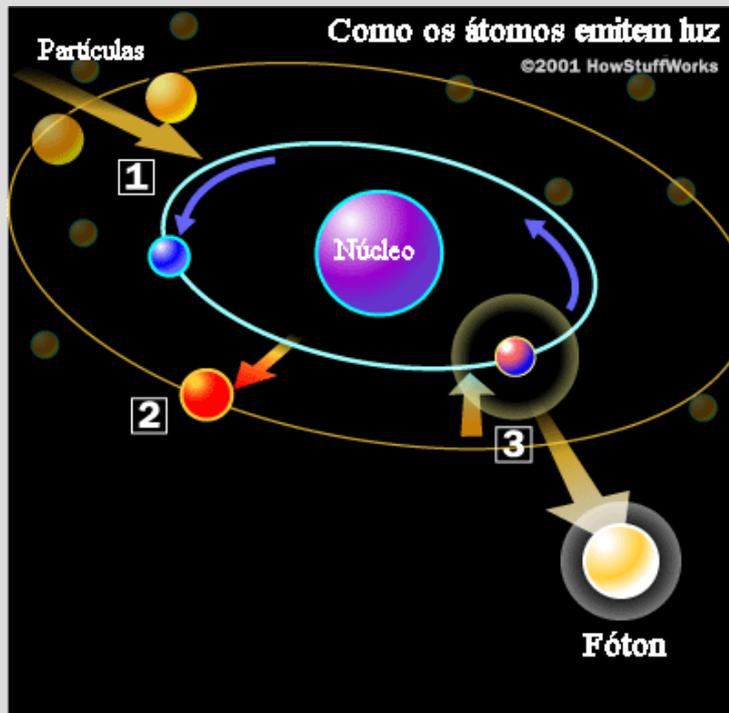
- Átomos são formados por um pequeno núcleo, com carga elétrica positiva rodeado por uma nuvem de elétrons (q^-);

- Esses elétrons não poderiam estar parados, pois eles cairiam em direção ao núcleo devido à atração coulombiana, então Rutherford propôs que os elétrons estariam girando em torno do núcleo em órbitas circulares.

- No entanto, isso não resolvia o problema da estabilidade do núcleo, pois cargas elétricas aceleradas emitem energia, e a perda de energia faria os elétrons espiralarem rapidamente em direção ao núcleo, emitindo



Espectro de linhas: como se formam as linhas espectrais?



A figura mostra um átomo constituído de um núcleo e um elétron (bolinha azul) em meio a várias partículas (bolinhas amarelas).

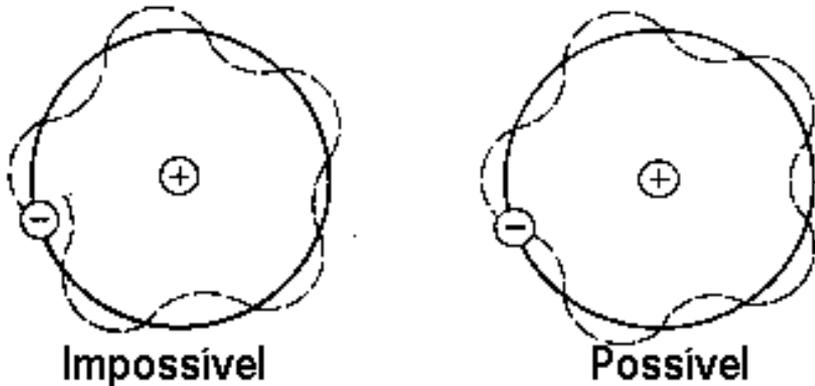
Em 1900, o cientista alemão Max Planck (1858-1947) desenvolveu o modelo da **quantização da luz**, segundo o qual a matéria emite luz em pacotes de energia, que ele denominou **quanta**.

a) Uma partícula colide com o átomo (1) que se excita, fazendo com que seu elétron pule para um nível de maior energia (2).

b) o elétron volta para seu nível de energia original, liberando a energia extra na forma de um fóton de luz (3).

Espectro de linhas: Níveis de Energia do Hidrogênio

- Para cada elétron existe um certo nível de energia (órbita) ;
- As únicas órbitas possíveis são aquelas cujo perímetro é igual a um número inteiro de comprimentos de onda do elétron;



$$2\pi r = n\lambda_e \quad n=1,2,3\dots$$

- o elétron ganha ou perde energia "saltando" de um nível para outro de maior ou menor energia;
- quando o elétron absorve luz (saltando para um nível de maior energia) ele produz uma **linha de absorção**;
- quando o elétron emite luz (saltando para um nível de menor energia) ele produz uma **linha de emissão**;

Espectro de linhas: Níveis de Energia do Hidrogênio

Diferença entre dois níveis de energia:

$$E_{\text{fóton}} = E(n_1) - E(n_2)$$

$$E_{\text{fóton}} = h\nu = \frac{hc}{\lambda}$$

Então:

Como:

$$h\nu = E(n_1) - E(n_2) = 13,6 \text{ eV} \left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right)$$

$$\nu = \frac{c}{\lambda}$$

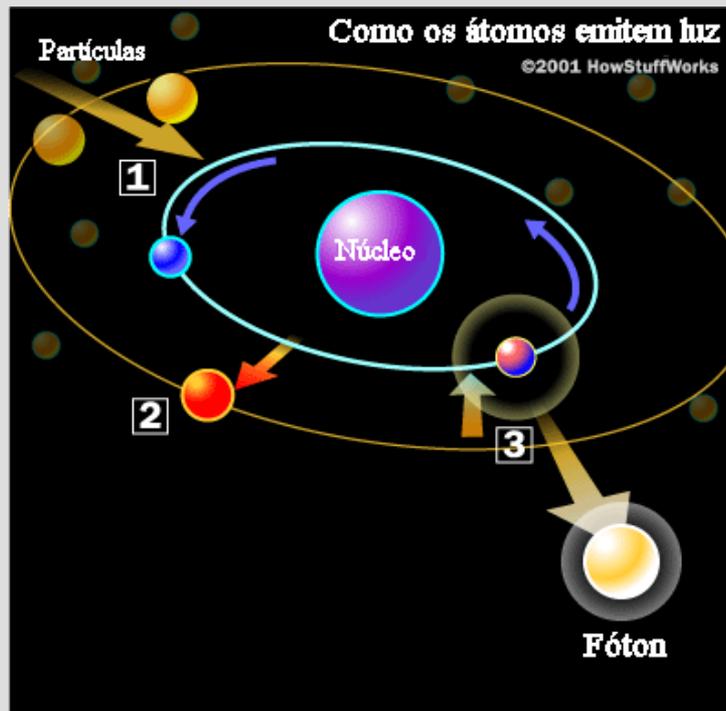
Logo:

$$\frac{1}{\lambda} = \frac{13,6 \text{ eV}}{hc} \left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right) = \frac{1}{912 \text{ \AA}} \left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right)$$

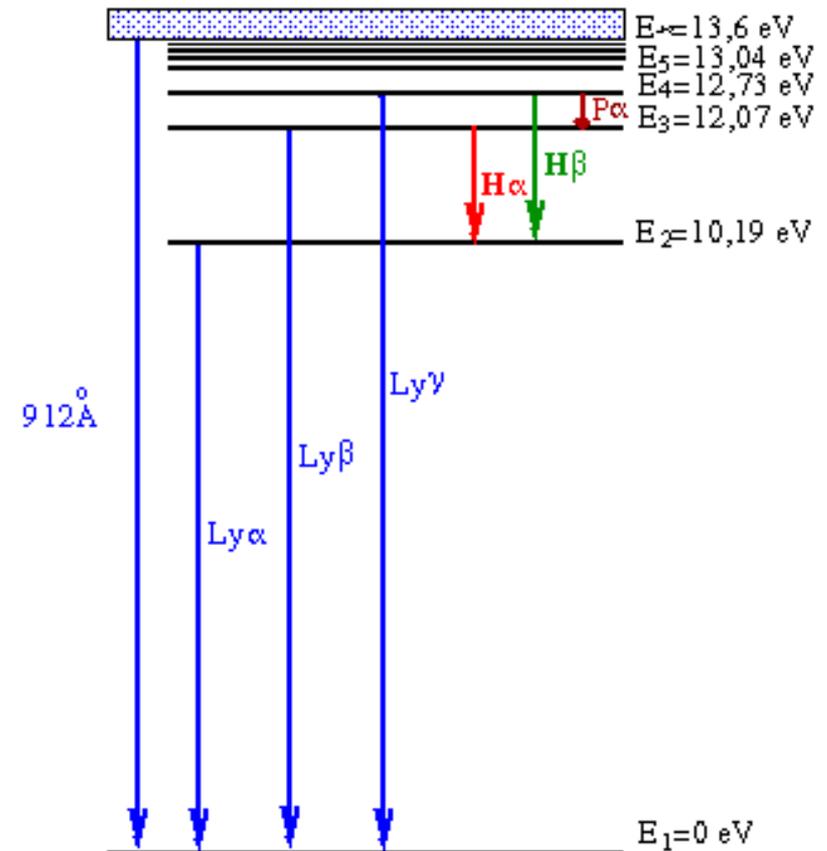
Onde 13,6 eV é a energia necessária para arrancar o elétron do átomo de hidrogênio (ionização). O comprimento de onda de um fóton com essa energia é 912 Å

Espectro de linhas: Níveis de Energia do Hidrogênio

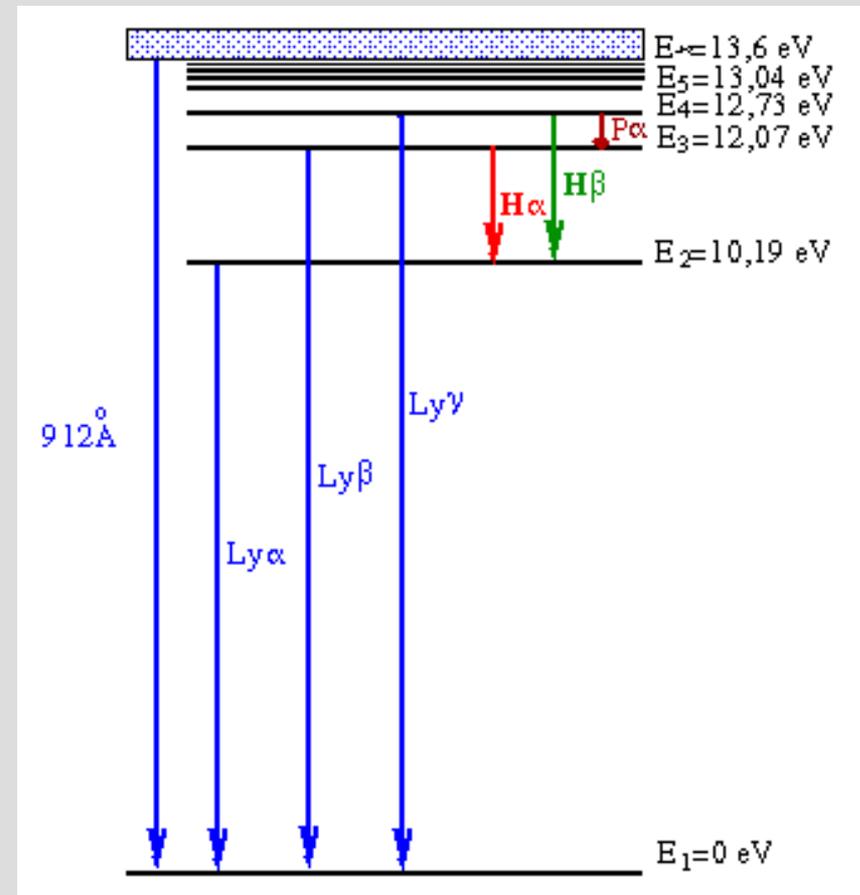
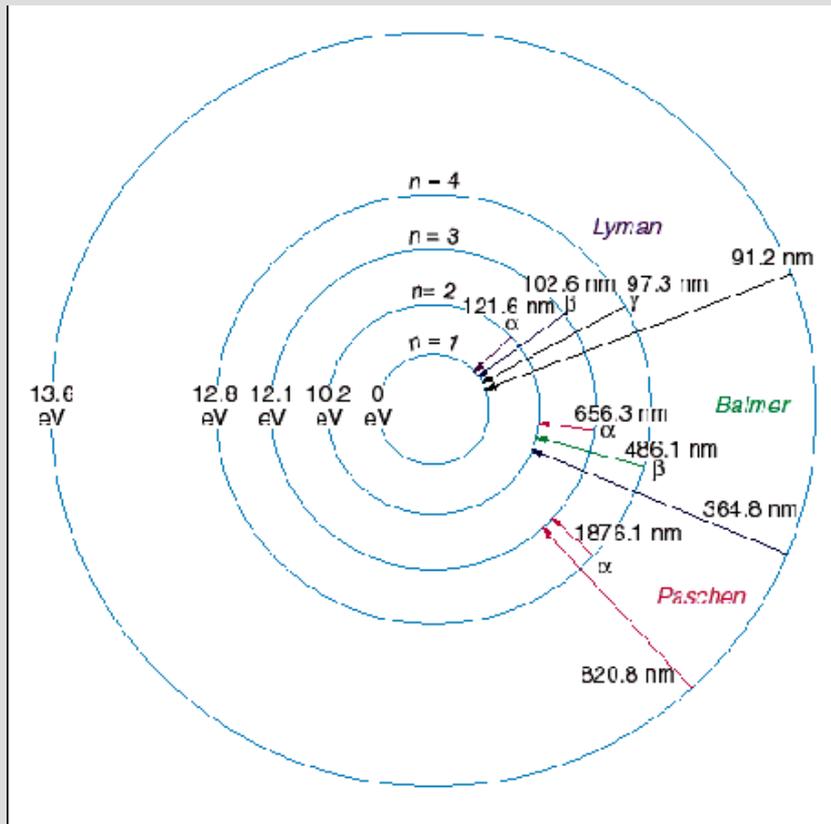
Somente fótons com energia igual à diferença de energia entre dois níveis atômicos podem ser emitidos ou absorvidos;



$$E_{\text{fóton}} = E(n_1) - E(n_2)$$

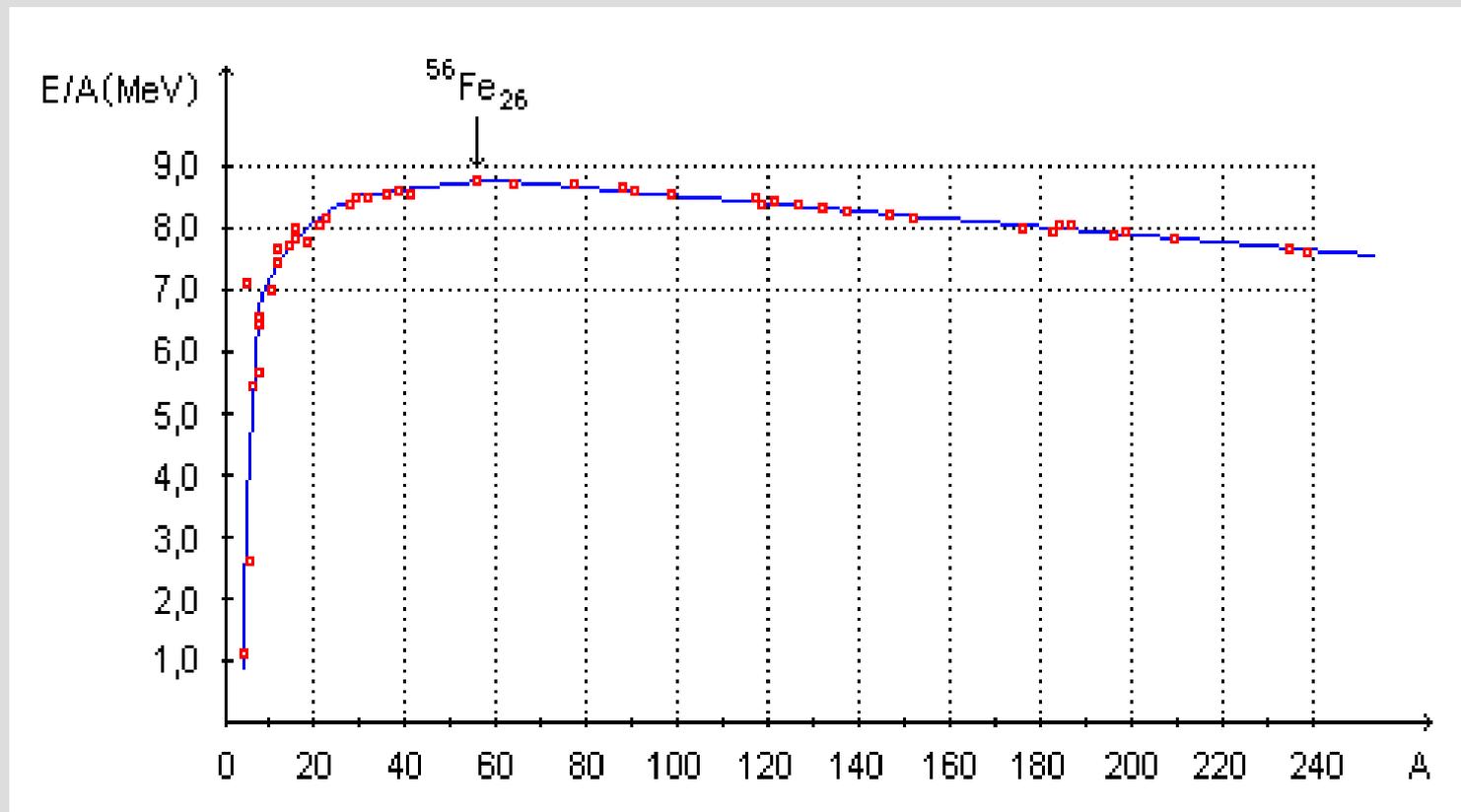


Espectro de linhas: Níveis de Energia do Hidrogênio



Energia de ligação nuclear

- Energia de ligação nuclear por total de núcleons (p+n): máximo no Fe^{56}



Espectros estelares

Estrelas emitem um espectro contínuo com linhas de absorção.

Contínuo:

- é gerado na sua superfície visível (fotosfera)
- tem forma similar à de um corpo negro com a temperatura da fotosfera.
- a cor de uma estrela depende de sua temperatura (Lei de Wien);
- estrelas quentes aparecem azuis ($T=10\ 000-50\ 000\ K$);
- estrelas "mornas" aparecem amareladas ($T\sim 6000K$);
- estrelas frias aparecem vermelhas ($T\sim 3000K$);

Linhas de absorção:

- São geradas nas atmosfera fina logo acima da fotosfera;
- Sua presença depende dos elementos ali presentes e da temperatura da estrela;

Espectros estelares

Aproximadamente em 1900 - Annie Jump Cannon: classificou os espectros de 225 000 estrelas até magnitude 9. Publicou a classificação no Henry Draper Catalogue, entre 1918 e 1924.

Aspectos principais da classificação:

- Baseia-se nas intensidades relativas das linhas de absorção presentes essa intensidade está associada à temperatura da estrela, logo é uma **classificação de temperatura**;
- Em ordem decrescente de temperatura, as classes espectrais são: O, B, A, F, G, K, M;
- Cada classe se subdivide em 10: de 0 a 9 (... , A0,A1,A2,...,A9,F0,F1,...) sendo 0 a mais quente dentro da classe e 9 a mais fria.

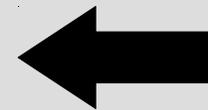
Espectros estelares: Classificação em Luminosidade

Baseia-se nas larguras das linhas de absorção do espectro. que dependem fortemente da gravidade superficial, diretamente relacionada à luminosidade pelo raio

Linhas de absorção são sensíveis à pressão do gás:

M é similar

Ficam mais largas conforme a pressão aumenta.



$$g = \frac{GM}{R^2}$$

Estrelas **grandes** têm pressão **menor**.

Estrelas **pequenas** têm pressão **maior**.

Portanto:

Estrelas **grandes** têm linhas de absorção **estreitas**.

Estrelas **pequenas** têm linhas de absorção **alargadas**.

Espectros estelares: Classificação em Luminosidade

Estrelas grandes são mais brilhantes à mesma temperatura que um estrela pequena.

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{ef}}^4$$

Ia - supergigantes superluminosas. Exemplo: Rigel (B8Ia)

Ib - supergigantes. Exemplo: Betelgeuse (M2Iab)

II - gigantes luminosas. Exemplo: Antares (MII)

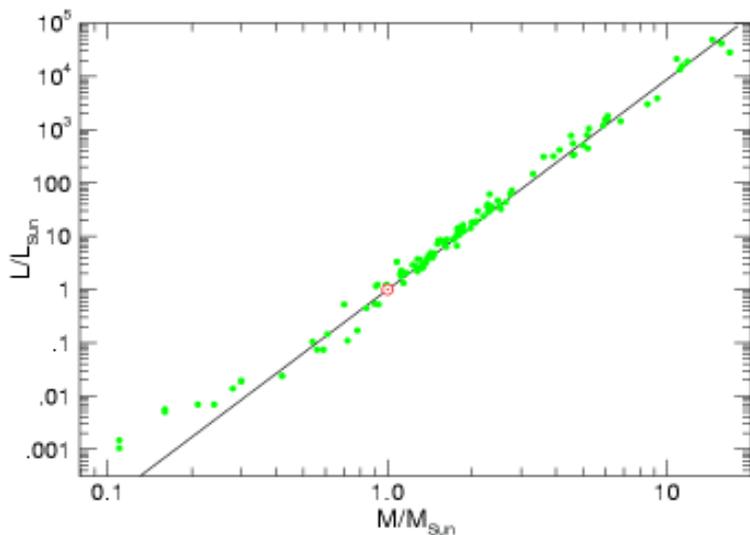
III - gigantes. Exemplo: Aldebarã (K5III)

IV - subgigantes. Exemplo: Acrux (Crucis - B1IV)

V - anãs (seqüência principal). Exemplo: Sol (G2V)

A Relação Massa-Luminosidade

- As massas das estrelas podem ser determinadas no caso de estrelas binárias, aplicando-se a Terceira Lei de Kepler.
- Essas observações têm mostrado que as massas das estrelas aumentam de baixo para cima ao longo da seqüência principal



$$M \geq 3M_{\odot} \longrightarrow L \propto M^3$$

$$3M_{\odot} \geq M \geq 0,5M_{\odot} \longrightarrow L \propto M^4$$

$$M \leq 0,5M_{\odot} \longrightarrow L \propto M^{2,5}$$

Em média:

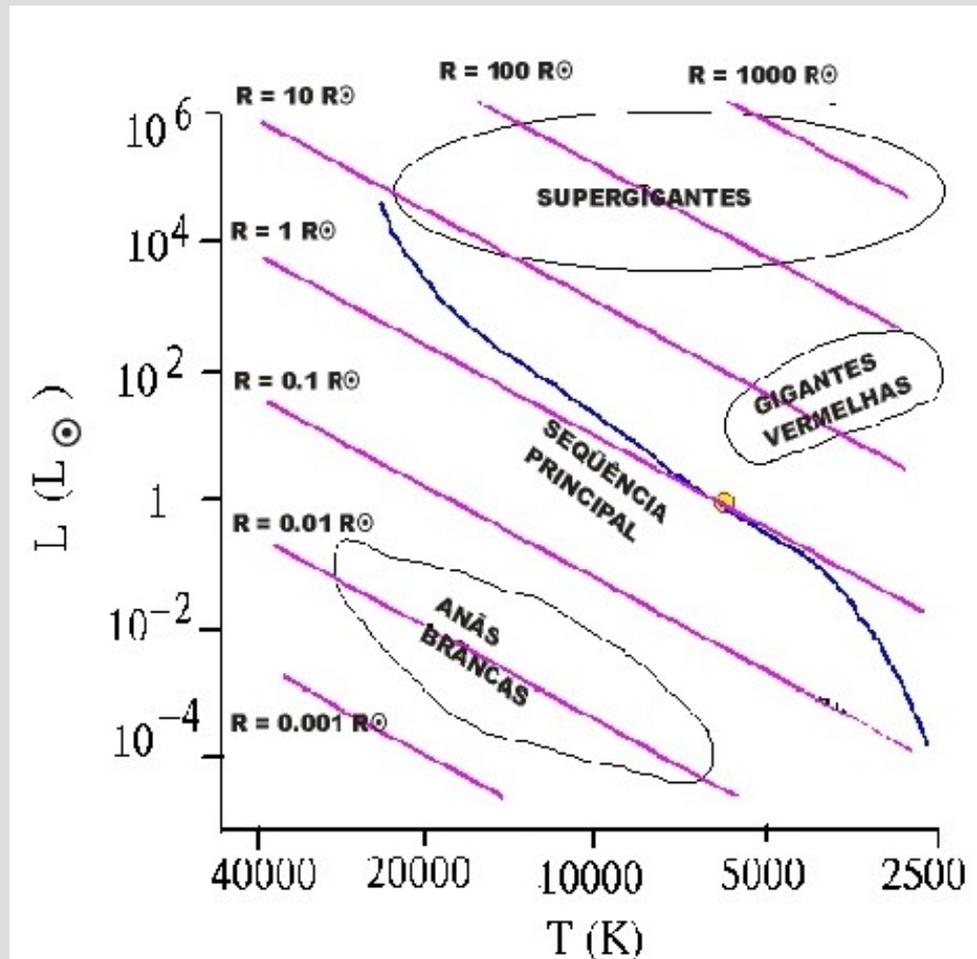
$$L \propto M^3$$

- As massas das estrelas variam entre 0,08 e 100 (140) massas solares, ao passo que as luminosidades das estrelas variam entre 10^{-4} e 10^6 vezes a luminosidade do sol.

Extremos de luminosidade, raios e densidades

- A luminosidade de uma estrela é proporcional à sua temperatura efetiva na 4ª potência e ao seu raio ao quadrado.

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{ef}^4$$



Extremos de luminosidade, raios e densidades

- **Seqüência Principal:** A maioria das estrelas (85%), incluindo o Sol, se encontram na Seqüência Principal.

$$L=10^{-2} \text{ a } 10^6 L_{\text{Sol}} \quad T=2500 \text{ a } > 50000 \text{ K} \quad R=0.1 \text{ a } 10 R_{\text{Sol}}$$
$$\rho \sim \rho_{\text{Sol}}$$

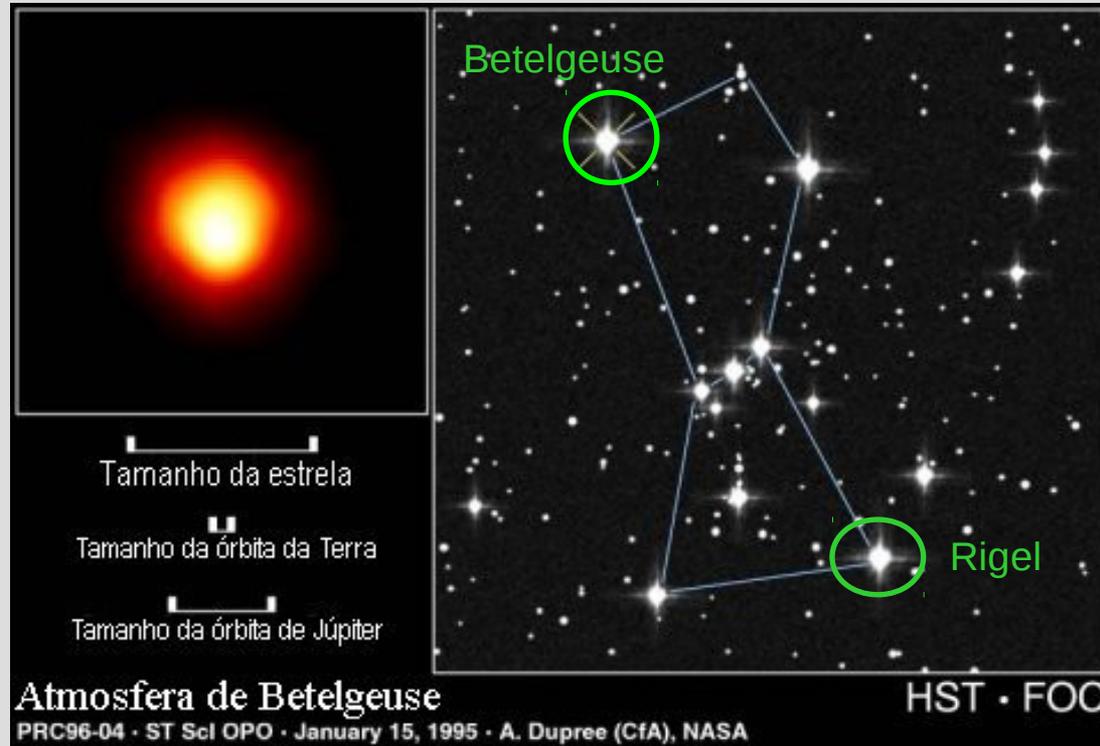
- **Gigantes :** Grandes mas frias com um grande intervalo de luminosidades

$$L = 10^3 \text{ a } 10^5 L_{\text{Sol}} \quad T < 5000 \text{ K} \quad R = 10 \text{ a } 100 R_{\text{Sol}}$$

- **Supergigantes:** São as estrelas maiores, no topo do diagrama HR, com grande intervalo de temperatura efetiva mas relativamente pequeno intervalo de luminosidade

$$L = 10^5 \text{ a } 10^6 L_{\text{Sol}} \quad T = 3000 \text{ a } 50000 \text{ K} \quad R \sim 10^3 R_{\text{Sol}}$$
$$\rho \sim 10^{-7} \rho_{\text{Sol}}$$

Extremos de luminosidade, raios e densidades



- Betelgeuse, a segunda estrela mais brilhante da constelação do Órion (a mais brilhante é Rigel a 800 a.l.) está a uma distância de cerca de 600 anos-luz. Sua luminosidade é 14 000 vezes maior que a do Sol, embora tenha somente 20 vezes sua massa. Seu raio é de cerca de 1000 vezes o raio do Sol.

Extremos de luminosidade, raios e densidades

- **Anãs vermelhas e anãs marrons:** As estrelas anãs vermelhas são muito menores e mais compactas do que o Sol.
 - $T \sim 2700 \text{ K}$
 - $M_{\text{bol}} = + 13$
 - $R \sim 1/10 R_{\text{Sol}}$
 - $M \sim 1/10$ da massa do sol,
 - $\rho \sim 100 \rho_{\text{Sol}}$
- **Anãs brancas:** Estrelas quentes mas pouco luminosas que ocupam o canto inferior esquerdo do diagrama HR. Elas são muito mais fracas do que as estrelas da SP de mesma temperatura. Pela relação luminosidade-raio-temperatura, elas devem portanto ser muito menores do que as estrelas de mesma temperatura da SP.
 - $R \sim 0.01 R_{\text{Sol}}$ (~Tamanho da Terra!)
 - $\rho \sim 10^7 \rho_{\text{água}}$