

# Evolução Estelar

## Nascimento, Vida e Estágios Finais

Etapas da Formação de Proto-Estrelas

Estrelas Pré-Sequencia Principal

Sequência Principal

Evolução de Estrelas de Baixa Massa

Fases Finais da Evolução

Sandra dos Anjos

IAG/USP

[www.astro.iag.usp.br/~aga210/](http://www.astro.iag.usp.br/~aga210/)

2º semestre/2023

Vimos em aulas anteriores que a partir de observáveis como **T**, **L**, **R**, **IC**, **tipo espectral** e **M**, é possível construir um gráfico, o Diagrama-HR (Fig. 2), onde visualizamos que as estrelas se localizam essencialmente em 4 grandes grupos.

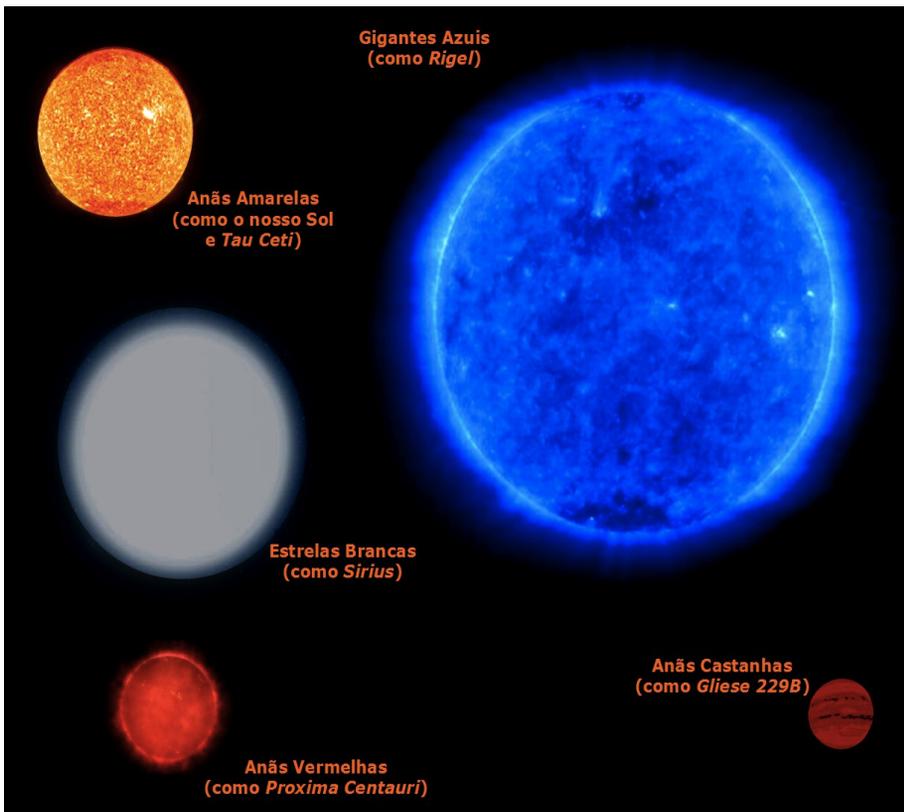


Fig. 1

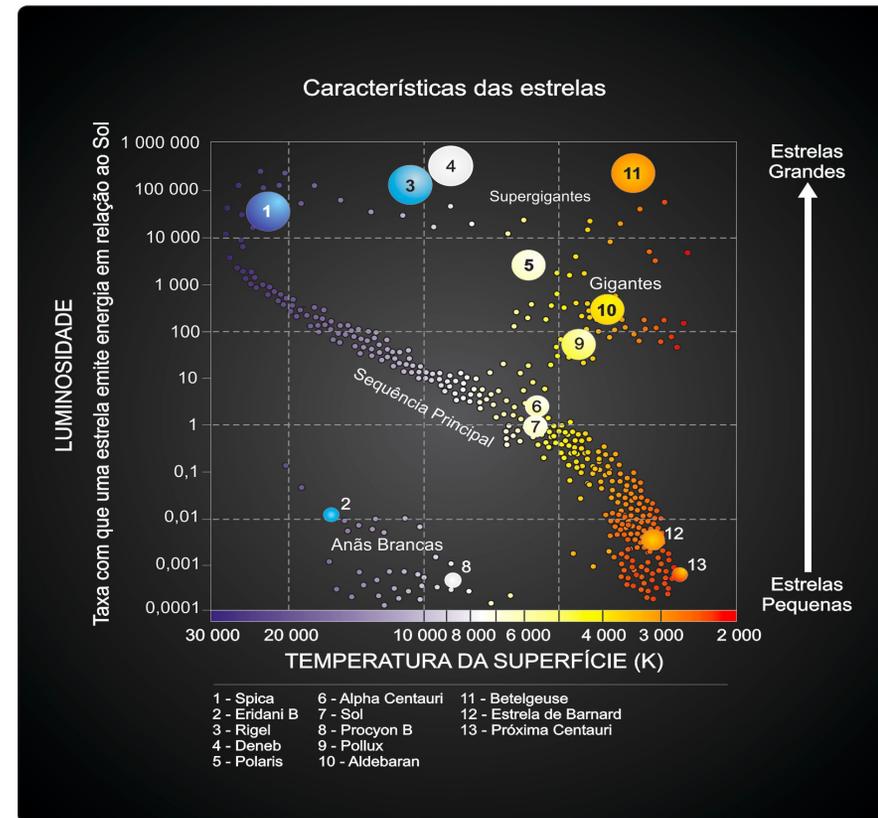


Fig. 2

Veremos que conhecendo-se a **L** e **T** (ou **IC**, ou **TE**) de uma estrela é possível posicioná-la no Diagrama H-R em qualquer fase de sua vida e que a mudança destas quantidades com o tempo nos permite entender o traçado evolutivo das estrelas.

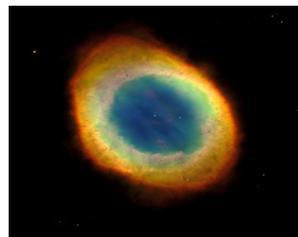
Antes porém da estrela efetivamente nascer, condições físicas relativas ao colapso gravitacional de uma nuvem de gás e poeira no meio interestelar (MIS) passará pelo estágio de proto-estrela até a evolução desta nuvem atingir as condições de **formação de estrela**. Nesta fase será possível **posicioná-la na Sequência Principal (SP) do Diagrama-HR**. As estrelas ficam a maior parte de suas vidas nesta SP.

Após esta fase, as estrelas saem da SP e evoluem passando por vários estágios de equilíbrio e desequilíbrio entre a força de gravidade e a força de pressão do gás, realizando ou não a queima (ou reações termonucleares) de elementos químicos, atingindo a fase terminal de suas vidas.

**Estes estágios, bem como o tempo despendido em cada um deles, são dependentes da Massa. No caso de estrelas de baixa massa, ( $0,4 < M_{\text{sol}} < 8$ ) veremos que elas terminam suas vidas como **Anãs Brancas**, após passarem pelos estágios de **gigante vermelha**, **supergigantes vermelha** e **nebulosas planetárias**.**



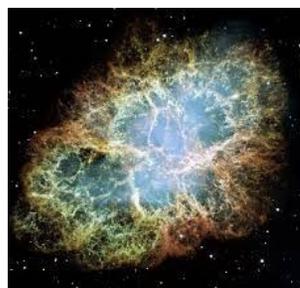
**Anãs Branca**



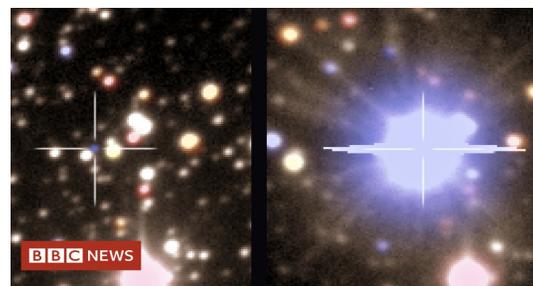
**Nebulosas Planetária**

Na evolução de estrelas mais massivas ( $M > 8-10 M_{\text{sol}}$ ) surgem estrelas como **Supernovas tipo II**, **Estrelas de Nêutron**, **Pulsares** e os **Buracos Negros**, como estágios finais de estrelas de alta massa.

Estrelas do tipo **Nova**, **Supernovas de tipo I** são produtos de evolução de Sistemas Binários, tema que veremos nas próximaa aulas.



**Remanescente de SN**



**Nova**

# Nuvens Moleculares e o Meio Interestelar

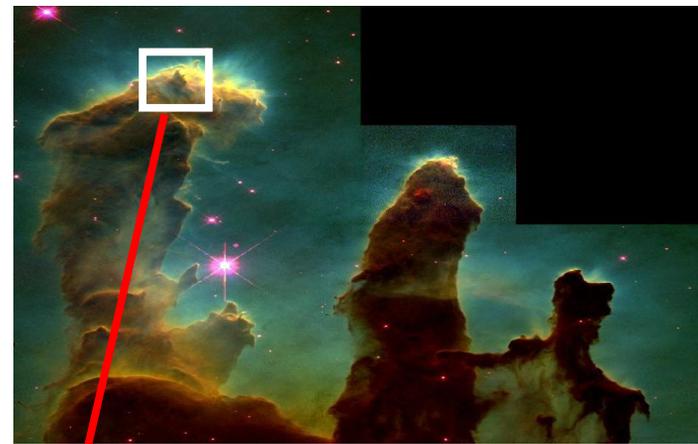
Regiões relativamente densas e frias na Galáxia:

- massa  $\sim 1.000.000$  massas solares
- densidade  $\sim 100 - 300$  partículas/cm<sup>3</sup>
- temperatura  $\sim 20$  K
- dimensão  $\sim 50$  pc

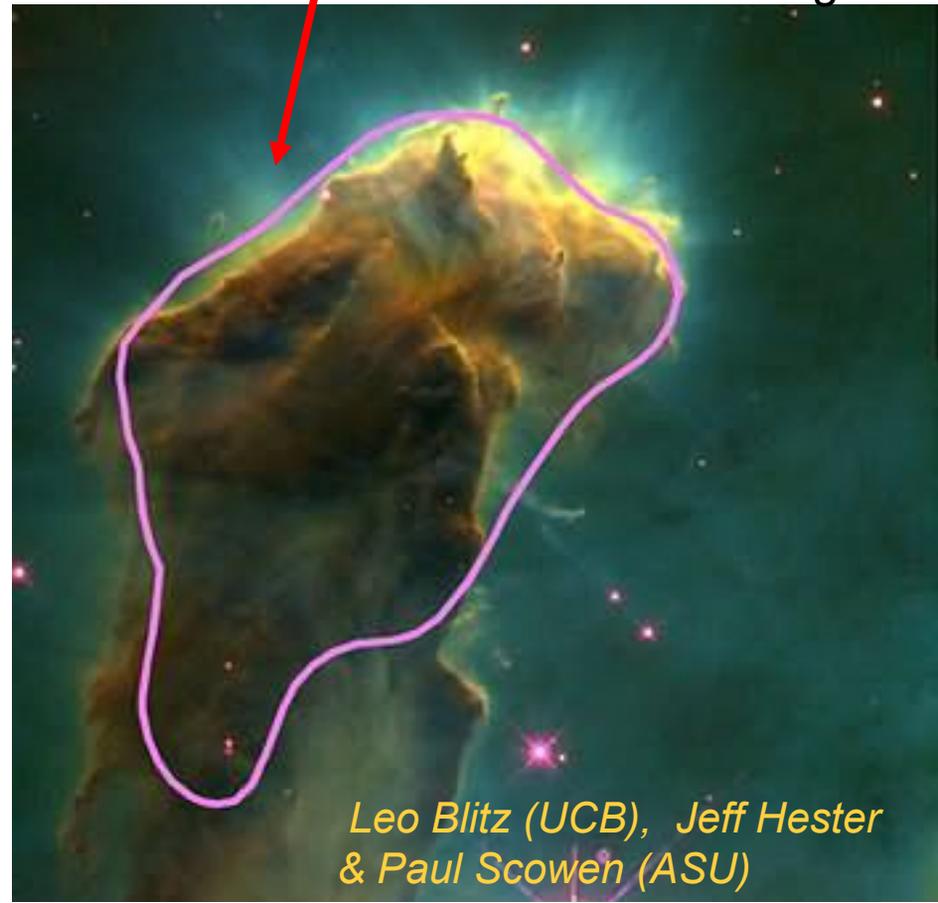
Existem milhares identificadas e conhecidas na Galáxia.

Há centenas de moléculas diferentes no **meio interestelar**:

- H<sub>2</sub> e CO são as mais comuns.
- Amônia, Metanol, Etanol...
- PAHs(HidrocarbonosAromáticos Policíclicos) :benzeno, naftalina, fluoreno, etc...



Nebulosa da Águia



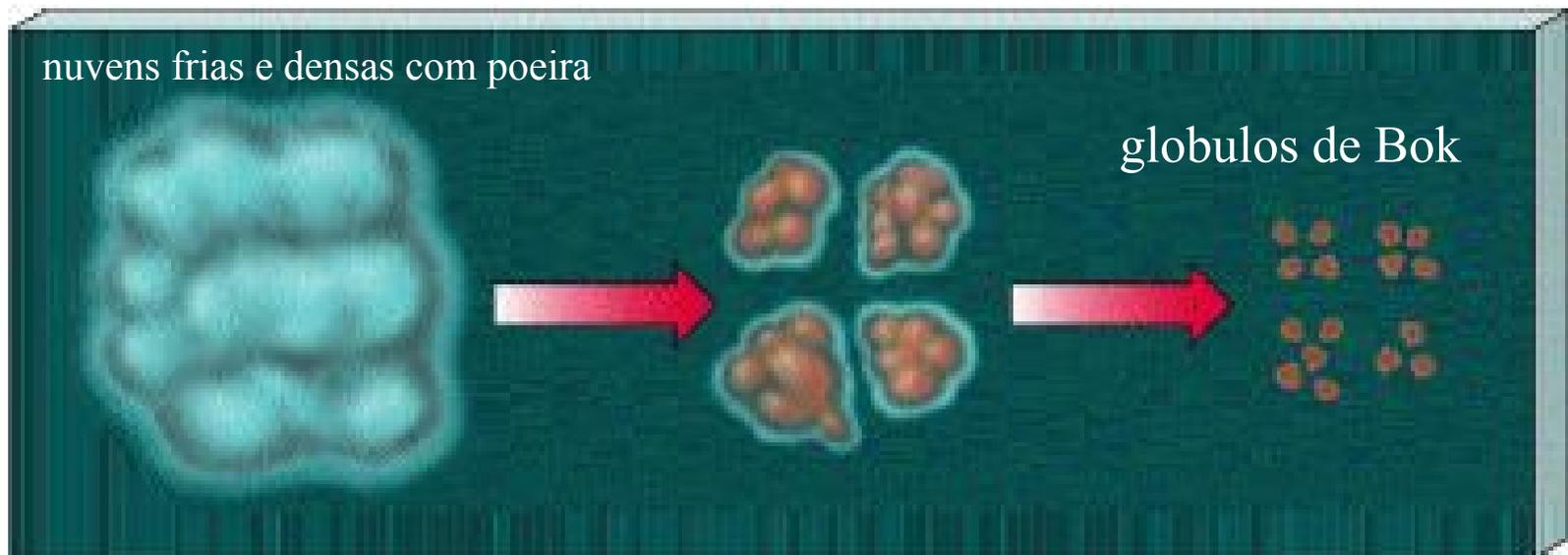
*Leo Blitz (UCB), Jeff Hester & Paul Scowen (ASU)*

# Evolução da Nuvem Molecular

## 1ª fase: fragmentação

A formação estelar se inicia com a **fragmentação de uma nuvem molecular**

Na fragmentação surgem globulos (de Bok) que são potenciais locais de formação de estrelas

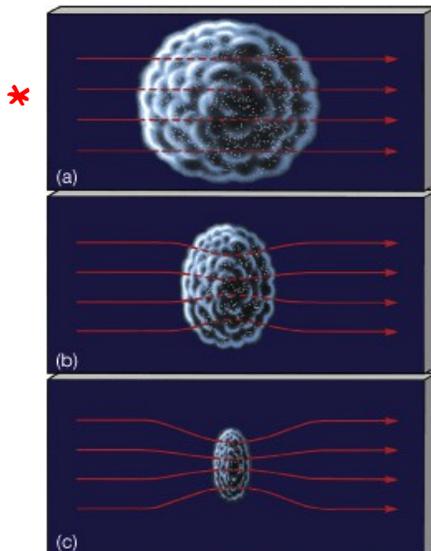
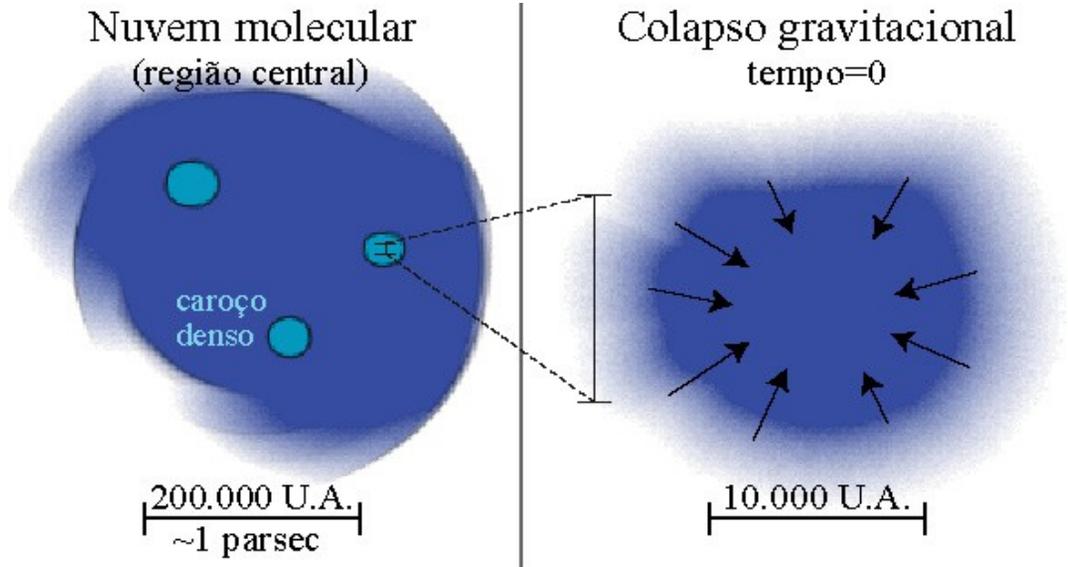


Hubble Space Telescope



NASA/ESA/STScI/AURA

## 2ª Fase : o colapso gravitacional



O colapso inicial ocorre quando a nuvem fica instável gravitacionalmente devido a algum **agente externo\*** (por ex. campo magnético ou compressão da nuvem devido a ondas de choque) ou devido a uma queda de temperatura da nuvem. Nestes casos a pressão interna do gás não é mais suficiente para impedir a contração.

Mas, conceitualmente, o que está ocorrendo? ---->

- Baseado em Greene, site do telescópio Spitzer

# Equilíbrio de Forças

## ...condição de equilíbrio

Crítério de equilíbrio, descoberto no séc. XIX e estudado por Sir James Jeans no início do séc XX definido pelo **Teorema do Virial** (...do latim, força ou energia), na **condição de equilíbrio** :

$$2 \times \text{energia cinética (Ec)} + \text{energia potencial (Ep)} = 0$$

**ou**

**2 x Ec = - Ep** → o sinal negativo indica que a força está dirigida no sentido oposto para equilibrar o sistema.

...mas...

**Energia cinética (Ec)** →  $Ec = 1/2mv^2$

=> exerce a pressão do gás

=> relaciona a densidade e temperatura.

**Energia potencial (Ep)** →  $Ep = -GmM/R$

=> massa do gás

=> força gravitacional.

1877 - 1946



## O Equilíbrio da Nuvem Molecular

A condição de equilíbrio ocorre entre a **força gravitacional** ( $F_g$ ) e **pressão do gás** ( $F_p$ ), quando  $F_g = F_p \leftrightarrow E_p = -2E_c$

Uma nuvem molecular obedece a Equação de Estado que descreve o comportamento de um gás ideal e faz a seguinte relação de grandezas:

$$\text{Pressão } PV = n kT$$

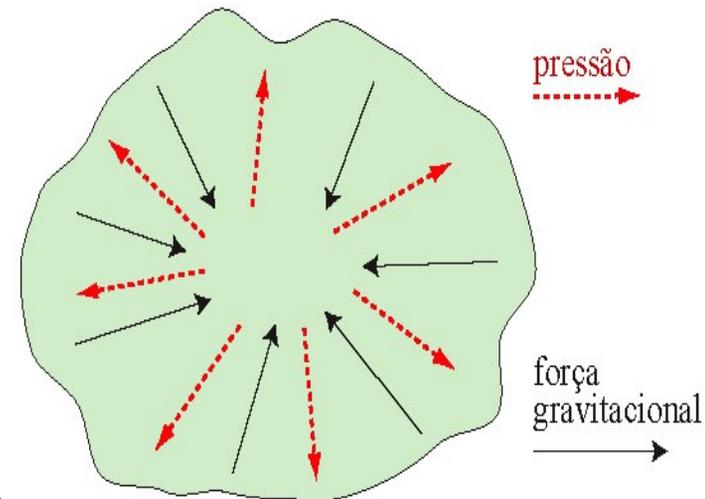
$P$  = pressão do gás

$V$  = volume do gás

$n$  = densidade de partículas

$T$  = temperatura

$k$  = constante de Boltzman =  $1,38 \times 10^{-23}$  Joule/Kelvin



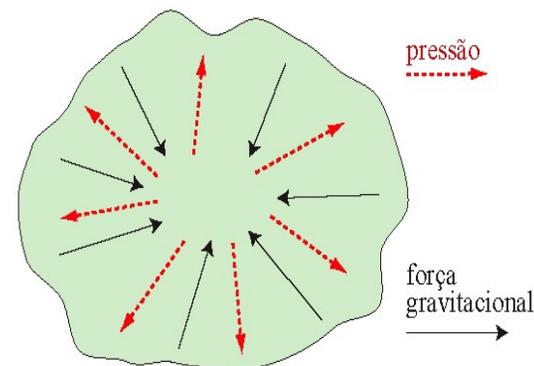
Se uma nuvem molecular está em equilíbrio ela **não** está sujeita ao colapso gravitacional.

**Não havendo equilíbrio ocorre o Colapso Gravitacional,  $F_g > F_p \leftrightarrow E_p > -2E_c$**

## Massa Limite ou Massa de Jeans ( $M_J$ )

A massa mínima ( $M_J$ ) que pode colapsar sob sua própria gravidade é a massa contida em uma esfera cujo raio é definido como sendo o comprimento de Jeans ( $R_J$ ).

Para o gás denso característico das nuvens formadoras de estrelas, trata-se de uma massa solar ( $1M_{\odot}$ )



Condição para haver colapso:

não há energia cinética suficiente para contrabalançar o peso do gás, portanto,

$$2 \times \text{energia cinética (Ec)} < \text{energia potencial (Ep)}$$

Se a **massa do sistema** > **massa limite** ⇒ iminência de suportar o desbalanço...

“massa de Jeans -  $M_J$ ”

Nesta condição, o gás “cai” para o centro ==> ocorre o Colapso.

Exemplos:

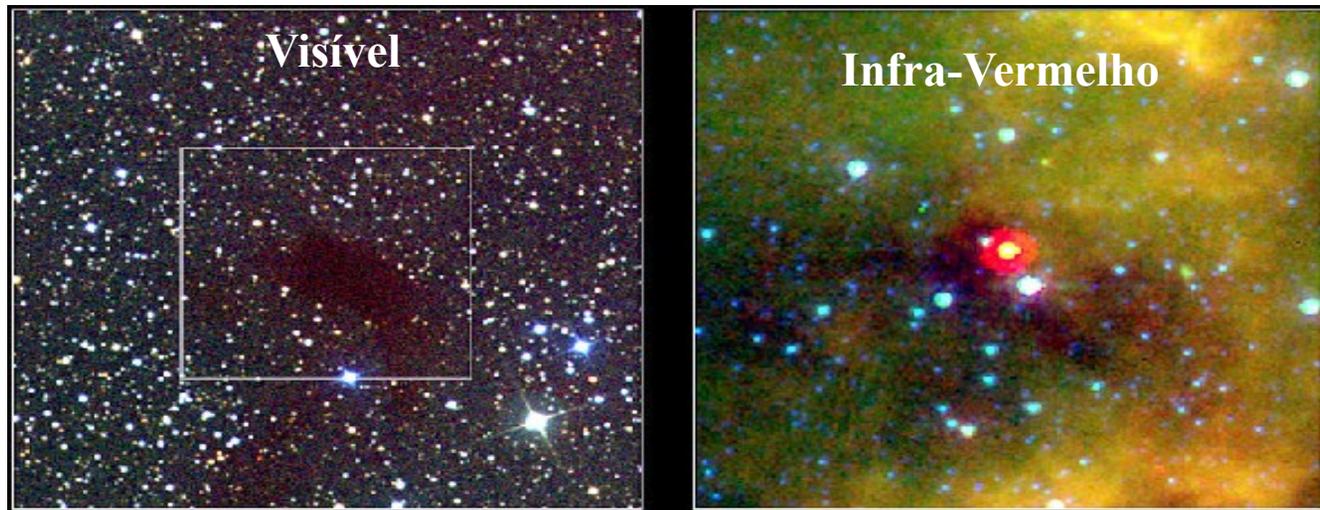
- se  $T = 50 \text{ K}$  e densidade =  $500/\text{cm}^3$ , então  $M_J \sim 1500 M_{\text{sol}}$ .
- se  $T = 150 \text{ K}$  e densidade =  $10^8/\text{cm}^3$ , então  $M_J \sim 17 M_{\text{sol}}$ .

## Proto-Estrela

No centro da nuvem molecular o gás vai se comprimindo e conseqüentemente aquecendo. Nesta fase, a energia emitida é no infravermelho e assim podemos detectar o início da formação da **proto-estrela** neste comprimento de onda.

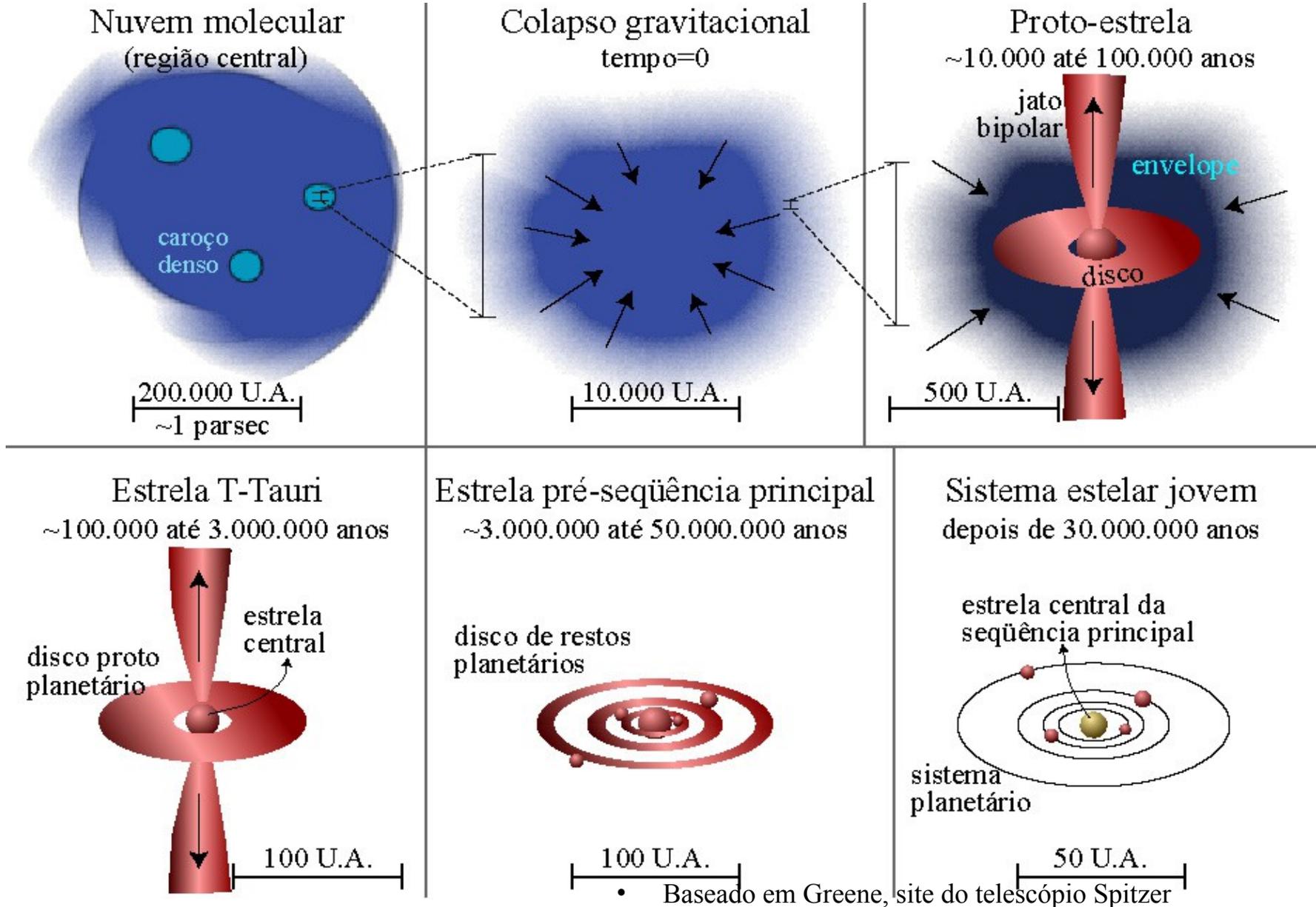
A energia de uma proto-estrela vem do **colapso gravitacional**, que está transformando **energia potencial em calor**, e, portanto, **não é ainda uma estrela**.

Diferentemente de uma proto-estrela, em uma **estrela a energia vem de reações termonucleares**.



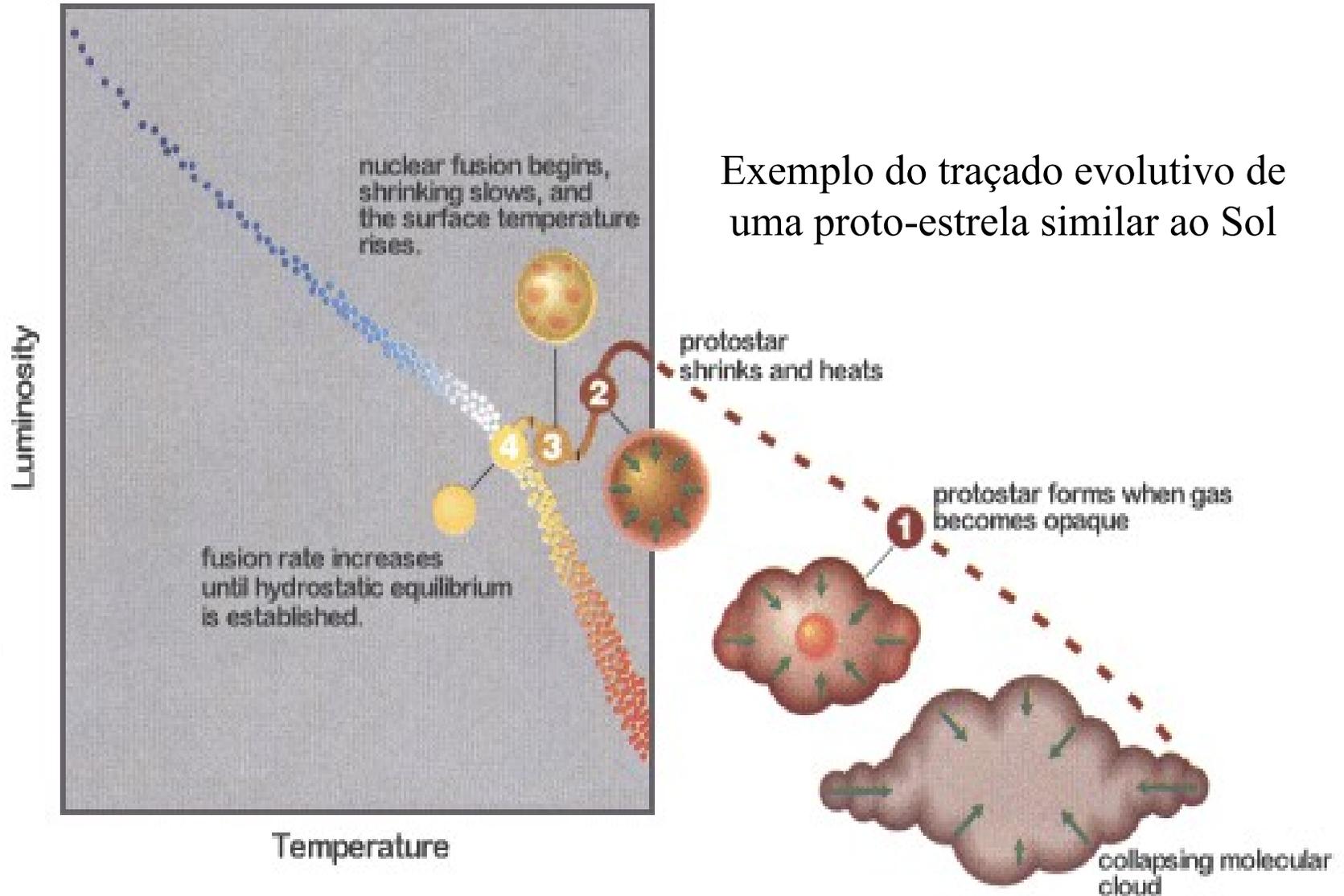
Reparem na figura que a luz no visível não escapa da nuvem molecular...Mas no IR podemos detectar a radiação.

# Etapas de Formação desde a Proto-Estrela até Estrela



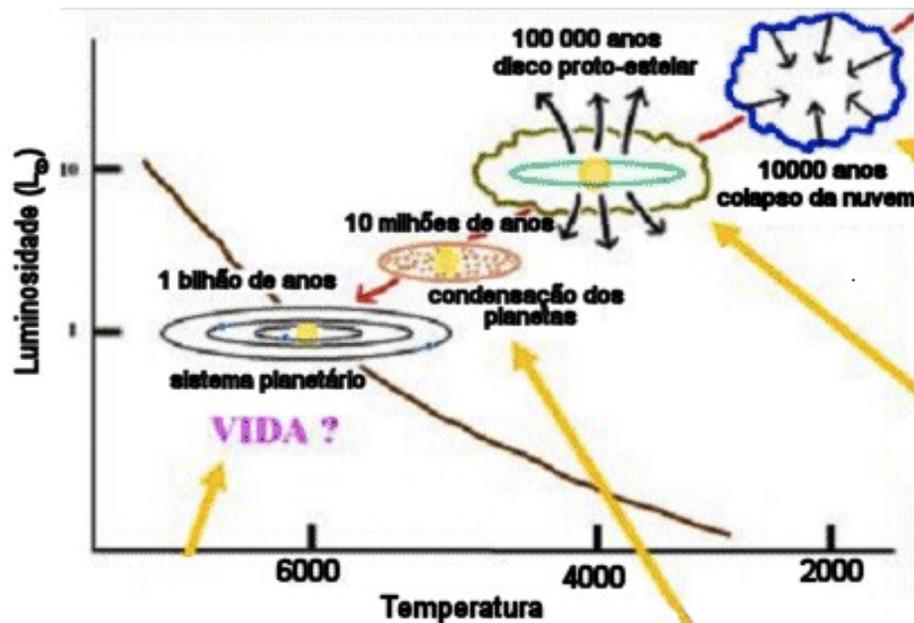
• Baseado em Greene, site do telescópio Spitzer

Após passar pelas fases de proto-estrela esta consegue atingir o equilíbrio hidrostático (veremos adiante), se transforma em estrela, e se **posiciona na SP**



Exemplo do traçado evolutivo de uma proto-estrela similar ao Sol

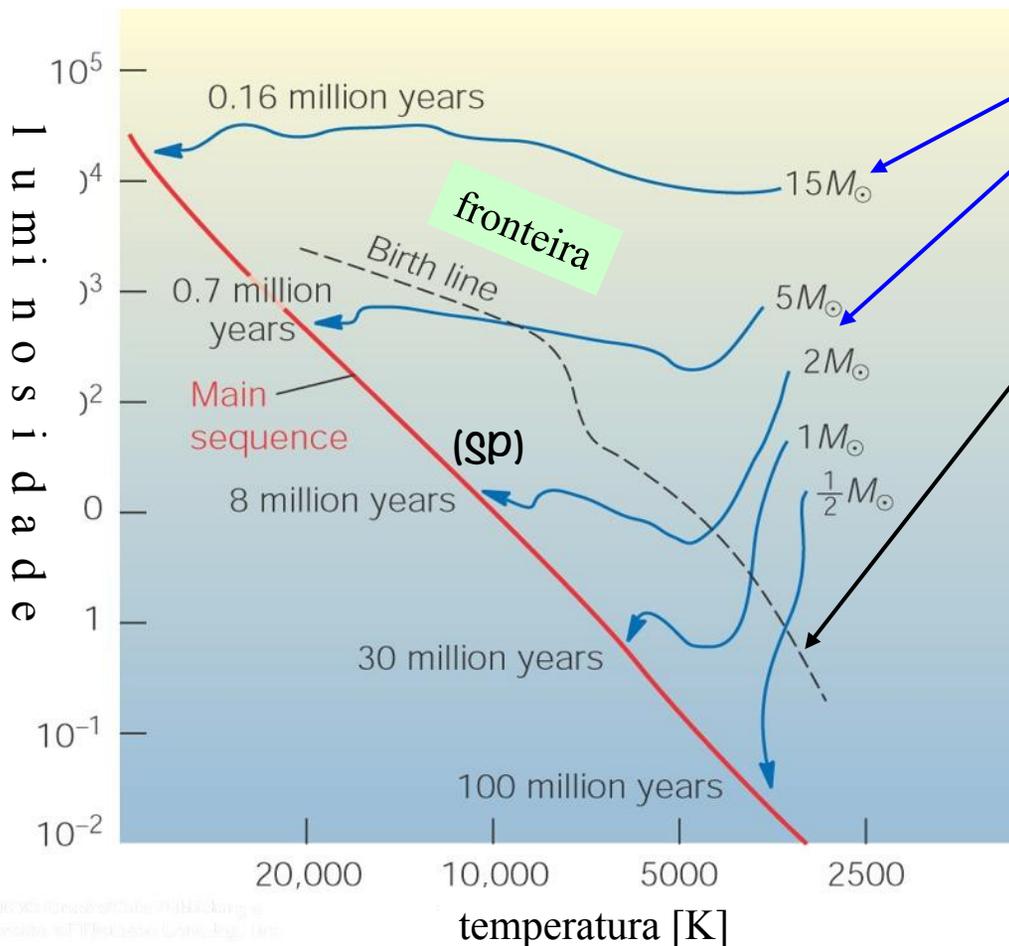
# Tempo de duração dos estágios de evolução desde o colapso, formação da proto-estrela, até a formação da estrela, e as contrapartidas observacionais via Hubble Space Telescope



## Trajatórias Evolutivas de Proto-estrelas com diferentes massas até o estágio de formação de estrelas

Conhecendo-se  $L$  e  $T$  de uma estrela, é possível posicioná-la no Diagrama H-R em qualquer fase de sua vida. A mudança destas quantidades com o tempo é definida como sendo evolução.

Repare na posição que cada estrela vai ocupar na SP



Repare na **duração desta fase de protoestrela para diferentes massas** até atingir a SP.

A partir daqui começam as reações termonucleares de “queima” de hidrogênio: **...a estrela “nasce”**.

Quando a estrela estabelece o equilíbrio Termodinâmico, ela **entra e se posiciona na SP. É onde a estrela passa seu maior tempo de vida.**

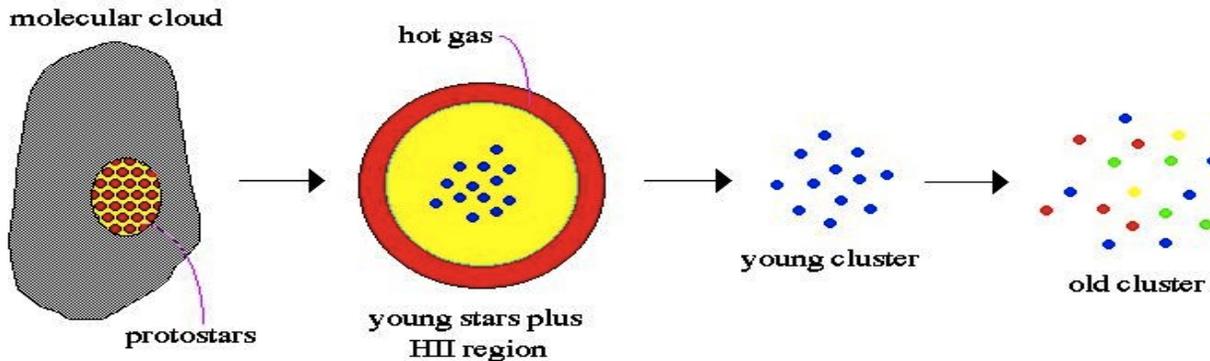
Enquanto este equilíbrio existir a estrela permanecerá nesta posição

Quando uma nuvem molecular colapsa ocorre a **formação de grupos de estrelas e nascem estrelas com diferentes massas**. A distribuição de massa das estrelas não é aleatória e um **número bem maior de estrelas de baixa massa vai nascer**.

Existe uma função matemática que representa a **distribuição de massas estelares**, o número de estrelas com suas respectivas massas, a conhecida **função de distribuição de massa de Salpeter (IMF)**.

A IMF nos informa, portanto, quantas estrelas de diferentes massas são formadas num episódio de formação estelar em uma determinada faixa de valores de massa.

Em geral, num episódio de formação estelar considera-se estrelas num intervalo de massa de  $0.1$  a  $100M_{\odot}$ .



Kepler de Souza Oliveira Filho & Maria de Fátima Oliveira Saraiva

Para cada 300 estrela de 1 massa solar existe somente 1 com 10 massas solares [IMF $\sim$ (M/M<sub>Sol</sub>)<sup>-2,35</sup>, Edwin E. Salpeter (1925-2008) 1955, *Astrophysical Journal*, 121, 161].  
<http://astro.if.ufrgs.br/>

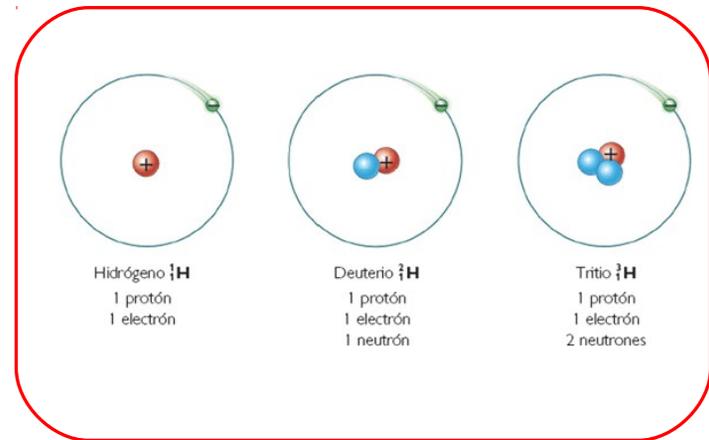
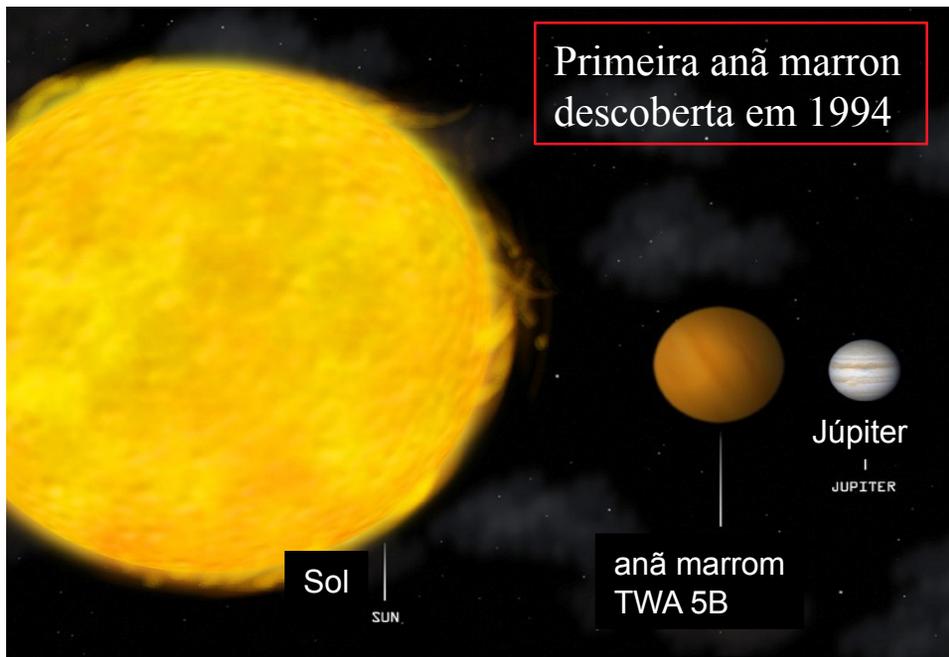
# Amplitude de Massa das Estrelas

$$0,08 M_{\odot} < M_{\star} < 200 M_{\odot}$$

No caso de  $M < 0,08 M_{\odot}$  temos uma **anã marrom** e neste caso não haverá densidade e temperatura suficientes para realizar a fusão do hidrogênio:...mas ocorre a fusão de **deutério**!

Não existem estrelas com massa menor que **0,08** massas solares (porque não conseguem realizar reações termonucleares de fusão). Nestes casos chamamos de anãs marrons.

Para  $M \leq 0,01 M_{\odot} \Rightarrow$  planeta



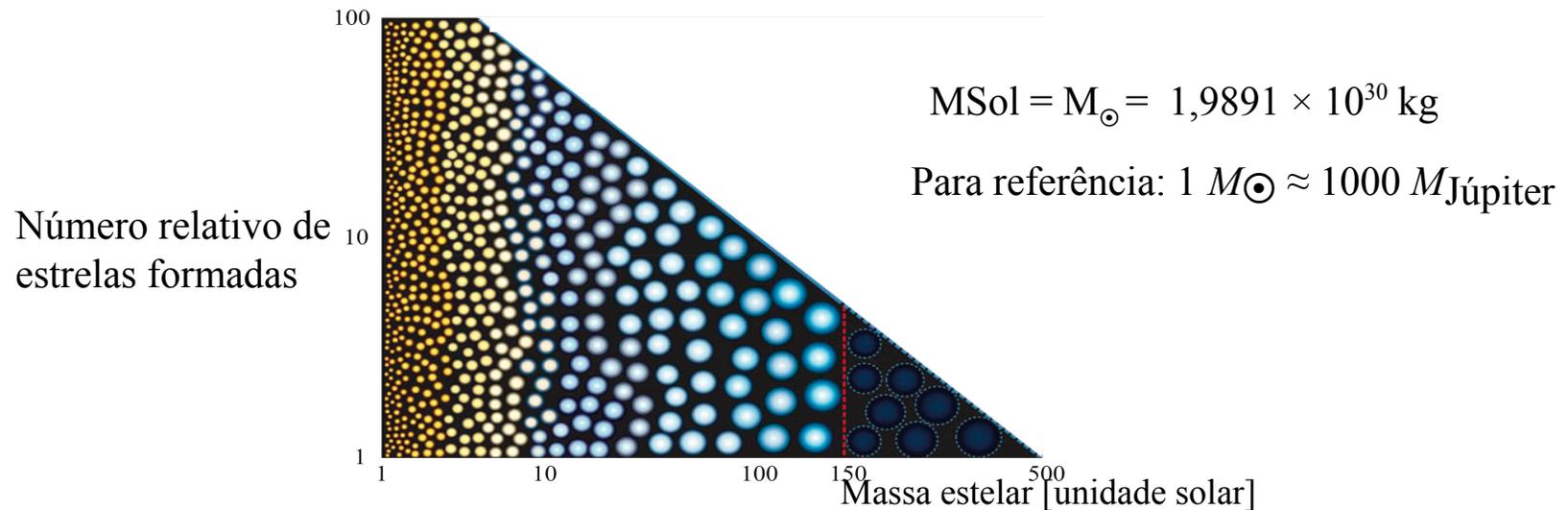
Isótopos do hidrogênio

# Massa das Estrelas

...amplitude de massa de estrelas:  $0,08 M_{\odot} < M_{\star} < \underline{200 M_{\odot}}$

Provavelmente não existem estrelas com massas maiores que  $\sim 200 M_{\odot}$ .  
Alguns estudos recentes indicam a existência de algumas poucas estrelas com massa da ordem de  $150 M_{\odot}$

A proto-estrela se fragmenta ou, ao colapsar, “explode” devido a instabilidade gravitacional  $\rightarrow$  devido a pressão de radiação.



Limite p/ fusão de Hidrogênio:  $\sim 84 M_{\text{Júpiter}} \sim 0,08 M_{\odot}$

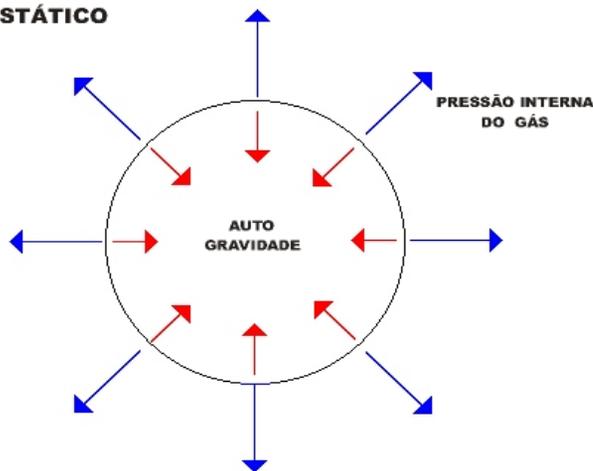
Limite p/ fusão de Deutério:  $\sim 13 M_{\text{Júpiter}} \sim 0,01 M_{\odot}$

# O Papel da Massa e o Equilíbrio Hidrostático

A massa de uma estrela é a quantidade mais importante na evolução de estrelas pois determina outras propriedades, como luminosidade (L), temperatura (T) e raio (R). A massa, juntamente com a composição química determinam todas as outras propriedades básicas de uma estrela (Teorema de Russell-Vogt)

A dependência de propriedades estelares em função da massa pode ser encontrada a partir do “**equilíbrio hidrostático**” que é o resultado do balanço, ou equilíbrio, entre a força de gravidade ( $F_g$ ) e a força de pressão ( $F_p$ ) em cada ponto da estrela ( $F_g = F_p$ ).

**EQUILÍBRIO  
HIDROSTÁTICO**

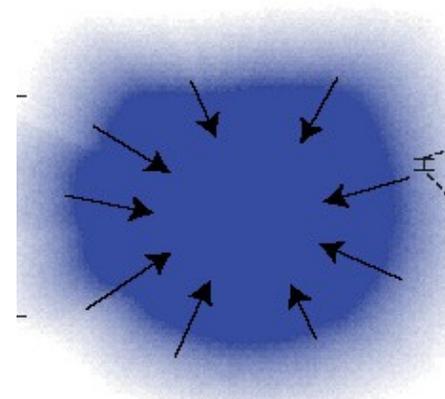


O Sol não se expande nem se contrai, ou seja está em equilíbrio. A força gravitacional em cada ponto em seu interior é contrabalançada pela pressão interna do gás.

Se  $F_g > F_p$

Ocorre o colapso

Colapso gravitacional  
tempo=0



## O Papel da Massa na Produção de Energia

Conforme o colapso avança a temperatura aumenta com valores dependentes da massa. Em nuvens mais massivas a força gravitacional é maior e o colapso vai ocorrer mais rapidamente na região central da nuvem formando um caroço central denso.

Como consequência os átomos de hidrogênio deste caroço serão comprimidos e quando a pressão for suficientemente alta com os átomos de hidrogênio a  $1 \times 10^{-15}$  metros um do outro, vai ocorrer a fusão.

Se ocorre a fusão do H vai ocorrer também a produção de energia ou radiação.

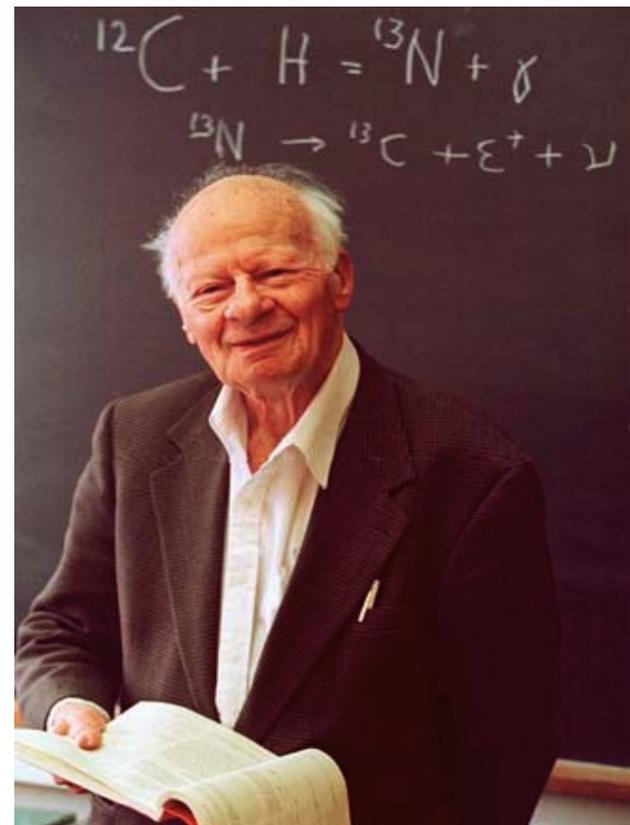
→ Qual é o fenômeno físico que gera a radiação?

# Fusões ou Reações Termonucleares

...responsáveis pela produção de energia das estrelas

Em 1938, após conferência para físicos e astrônomos organizada pela Carnegie Institution, de Washington, um dos participantes, o alemão **Hans Albrecht Bethe** (1906-2005) desenvolve a teoria de como a  **fusão nuclear poderia produzir a energia que faz as estrelas brilharem.**

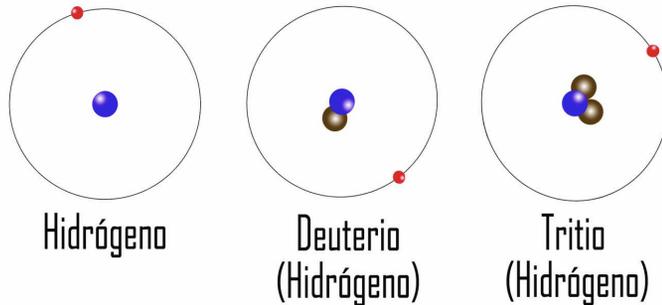
Esta teoria foi publicada em seu artigo “A Produção de Energia nas Estrelas”, de 1939, no Physical Review, vol. 55, p. 434, e que lhe valeu o **Prêmio Nobel em 1967.**



## Condições para a Fusão Nuclear

Quando os átomos de hidrogênio (H) se fundem, ocorre a união dos núcleos, ou seja, dos prótons. Como eles possuem carga semelhante (+), vai ocorrer **uma repulsão elétrica**.

### Isótopos del Hidrógeno



Partículas Subatômicas

- electrón
- neutrón
- protón

Para que os átomos de H superem esta repulsão elétrica e **ocorra a fusão**, é preciso que o sistema possua **alta temperatura**, ou seja, temperaturas por volta de **100 milhões de kelvins** (aproximadamente seis vezes mais quente que o núcleo do Sol).

A estas temperaturas, o hidrogênio é um plasma (gás ionizado), e não um gás....!

# Processos de conversão de **massa** em **energia** dependem da massa da estrela

Para estrelas de **baixa massa** ( $0,08 M_{\odot} < M_b < 1,5 M_{\odot}$ )

A conversão de H em He ocorre via reações “Cadeia Próton-Próton”



Dois núcleos de hidrogênio (2 prótons), se fundem para formar deutério ( ${}^2\text{H}$  ou D).  
O deutério se funde a um próton para formar o isótopo  ${}^3\text{He}$  (instável)

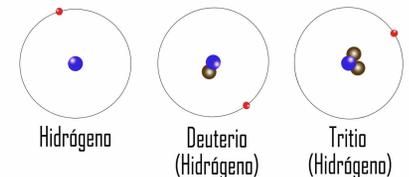
Posteriormente, dois  ${}^3\text{He}$  se fundem para formar o  ${}^4\text{He}$  (estável).

Então, a massa de 4 núcleos de H se funde e forma 1 núcleo de He.

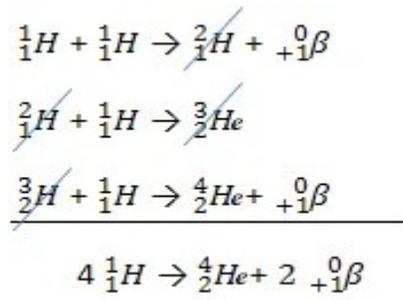
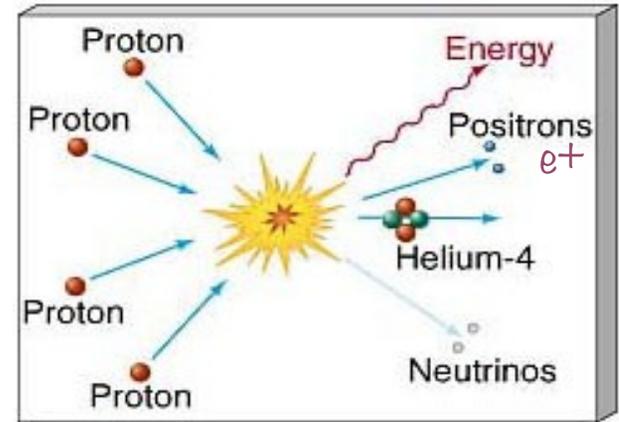
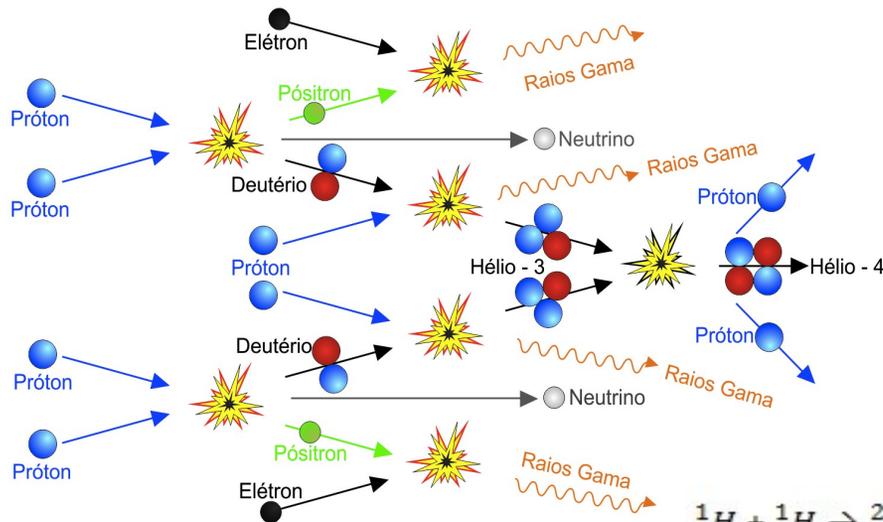
A massa resultante de He é menor do que a soma das massas dos 4 protons.

A **fração de massa (m)** que é transformada em energia neste processo via Relação de Einstein, é dada por  $E = mc^2$ , e é **0,7 %**.

Isótopos del Hidrógeno



As figuras abaixo mostram as reações químicas que geram radiação e que serão responsáveis pela manutenção da pressão interna do gás para contrabalançar a força gravitacional exercida pela gravidade...



### “Cadeia Próton-Próton” (ou cadeia PP)

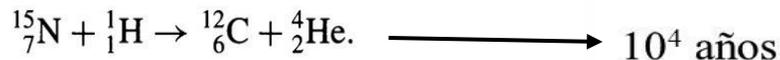
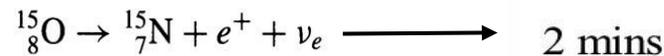
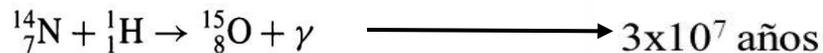
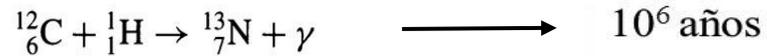
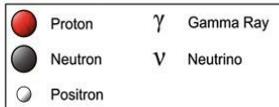
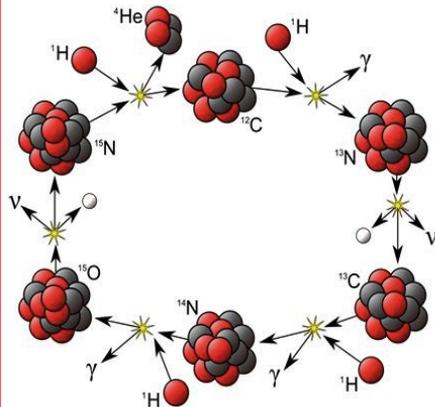
O cálculo da energia produzida nestas reações pode ser visto no slide 27.

A Produção de energia para **estrelas de alta massa na SP** ( $M > 8 M_{\text{sol}}$ ) também ocorre via  $\text{H} \rightarrow \text{He}$ , porém através de **outra cadeia de reações químicas**  $\rightarrow$  o **Ciclo CNO** (**Carbono-Nitrogênio-Oxigênio**)

Esta reação produz mais energia do que a cadeia PP a altas temperaturas, devido a massa ser também maior

## Ciclo CNO

## Escalas de Tempo das Reações

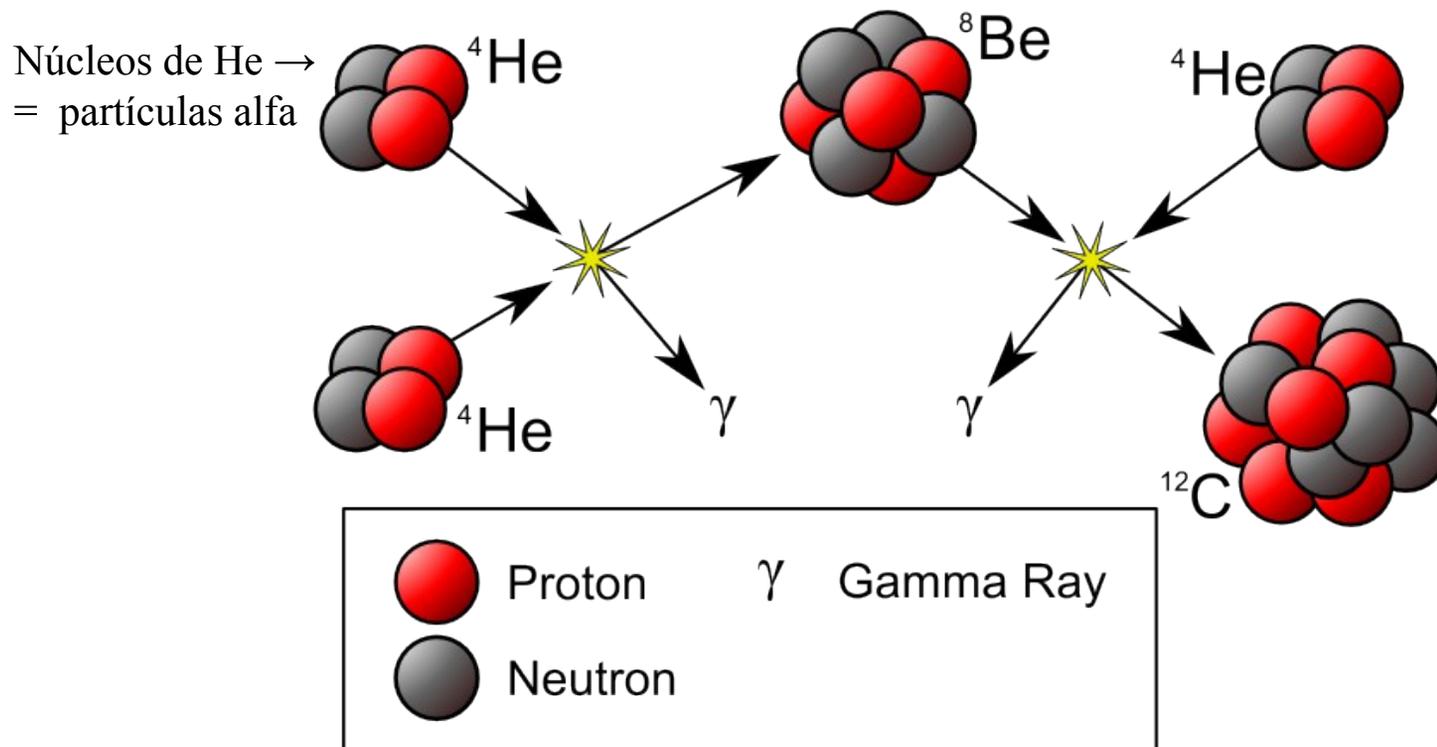


O Carbono, C, aqui, funciona como catalisador

Vamos lembrar que no caso de estrelas de alta massa, a reação química que gera carbono é via **reações triplo-alfa**, e em 2 fases:

**1-** 2 núcleos de **He** se fundem para formar núcleo de Berílio (**Be**-instável)

**2-** Berílio se funde ao He para formar C



## Cálculo da energia produzida em estrelas com baixa massa, como o Sol, via **cadeia proton-proton (PP)**

**4 núcleos de H (protons) se fundem para formar 1 núcleo de He (2p+2n)**

$$\begin{array}{l} 4 \text{ nucleos de H} = 6,69008 \times 10^{-24} \text{ g} \\ 1 \text{ nucleode He} = 6,64258 \times 10^{-24} \text{ g} \end{array} \rightarrow \text{diferença} = 0,0475 \times 10^{-24} \text{ g} \quad 0,0475/6,69008 = \mathbf{0,007}$$

onde **0,007** corresponde a fração da massa original de **H** que é **convertida em ENERGIA!**

De acordo com a **Eq. Einstein,  $E=mc^2$** : matéria e energia são duas manifestações distintas de uma coisa única, ou seja, uma se converte na outra através da equação,

$$E = m \cdot c^2$$

$$E = (0,007) (0,1 \times (M_{\text{sol}} = 2 \times 10^{30} \text{ kg})) (3 \times 10^8 \text{ m/s})^2 \rightarrow E = 1,3 \times 10^{44} \text{ joules}$$

Energia total disponível

velocidade da luz

**10% da massa de H é transformada em He**  
(ver slide 33 a explicação do porque dos 10%)

Massa total de H que é convertida em energia via cadeia PP no caroço do Sol e que constitui 10% da Massa total do Sol

**Conclusão:** mesmo uma fração de massa tão pequena gera uma quantidade enorme de energia.

A conversão do H  $\rightarrow$  He no caroço da estrela vai determinar o tempo de vida ( $T_v$ ) do Sol neste estágio, conforme eq. abaixo.

Conhecendo-se a **luminosidade** = taxa de perda de energia do Sol, que é de aproximadamente  $4 \times 10^{26}$  watts (joule/s), o tempo de vida do Sol ( $T_v$ ), por exemplo, que está na SP, pode ser obtido da seguinte forma:

$$T_v = \frac{E}{L} = \frac{\text{Energia total disponível}}{\text{Luminosidade}} = \frac{1,3 \times 10^{44} \text{ joules}}{4 \times 10^{26} \text{ joules/s}} = 3,3 \times 10^{17} \text{ s}$$
$$= 1 \times 10^{10} = \mathbf{10 \text{ bilhões de anos}}$$

A idade atual do Sol é da ordem de 5 bilhões de anos, portanto, ele vai continuar neste estágio pelos próximos 5 bilhões de anos.

# O que acontece com o colapso após a produção de energia?

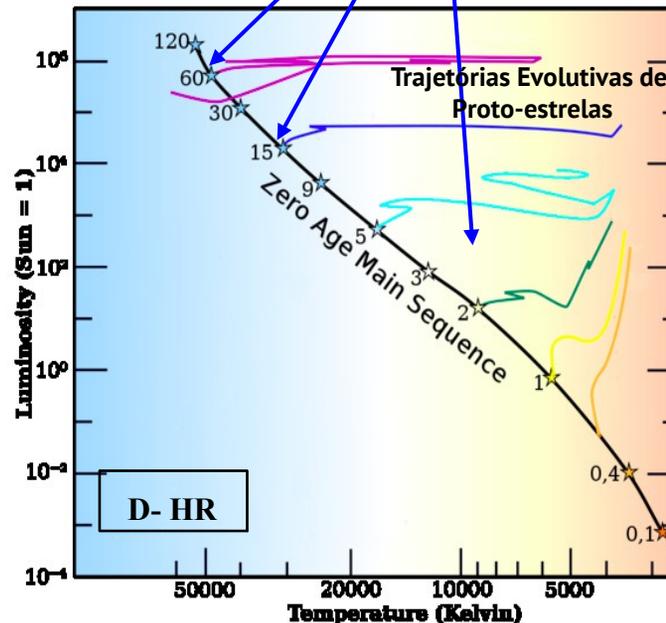
A fusão dos núcleos de H em He produz radiação via  $E=mc^2$  e ao ser transportada do centro para o envelope da estrela vai transferir “momentum” dos fótons para os elétrons, aumentando a  $E_c$  e a **pressão do gás ( $F_p$ ) no envelope.**

O aumento de temperatura na região central da nuvem molecular, que permitiu a fusão dos núcleos de H, só ocorreu devido ao colapso gravitacional ( $F_g$ ) da nuvem.

Quando  $F_g = F_p$  (ou  $-F_p$ ) ocorre um **balanço ou Equilíbrio Hidrostático** e a estrela se posiciona na SP do D-HR. É na SP que inicia-se a contagem da idade das estrelas → “idade zero”

A posição na SP depende da massa. Mais massivas no alto do D-HR

Na SP estrelas tem seu menor tamanho e por este motivo todas as estrelas que estão na SP são chamadas de **anãs.**

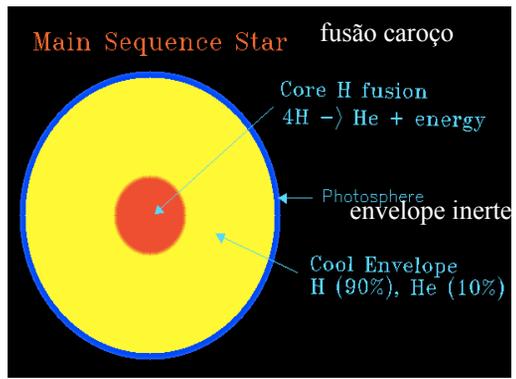
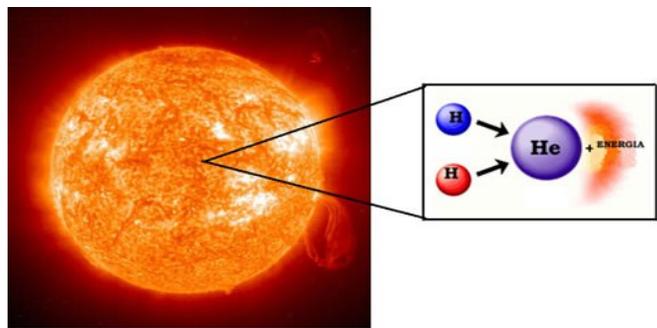
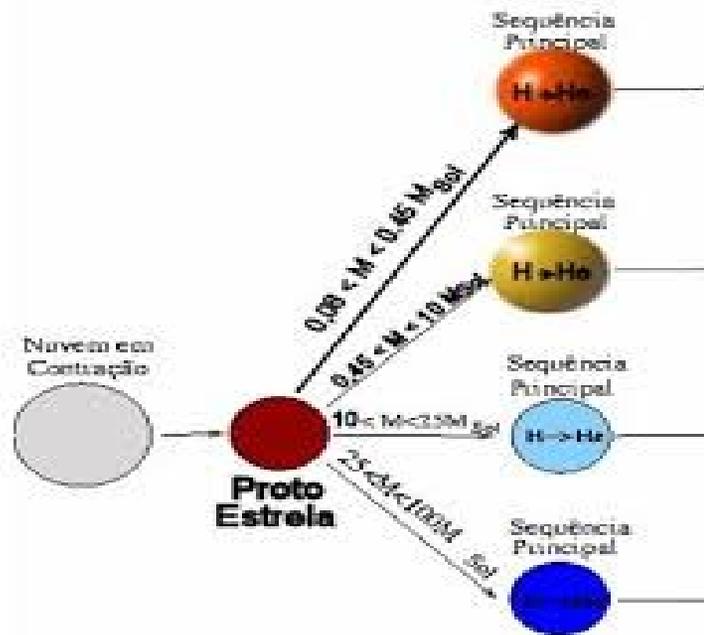


Enquanto a estrela estiver na SP ela estará realizando reações termonucleares (H → He)

3 propriedades caracterizam estrelas na SP:

- 1<sup>o</sup> - Equilíbrio Hidrostático
- 2<sup>o</sup> - Homogeneidade química
- 3<sup>o</sup> - Fusão de H → He

Todas as estrelas situadas na SP, **independentemente da massa**, estarão realizando a transformação química de  $H \rightarrow He$



Na região central da estrela está ocorrendo uma transformação química...., mas na região que a circunda (envelope), esta mudança química não vai acontecer porque a temperatura aí não é suficiente para ocorrerem reações termonucleares.

Como consequência, se cria um **caroço de He com um envelope de H**

A evolução de todas as estrelas que se encontram na Sequência Principal é semelhante. Todas elas, independentemente se **a massa é pequena ou grande**, estão **transformando H em He e gerando energia**.

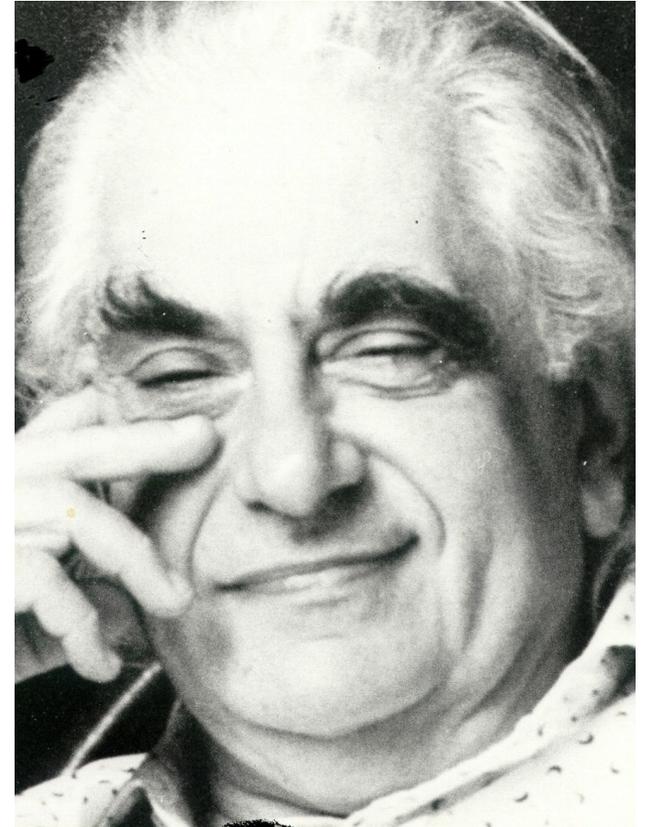
**A diferença** entre a evolução destas estrelas com baixa e alta massa está apenas no **tempo** que cada uma fica na Sequência Principal. As mais massivas evoluem mais rápido (da ordem de milhões de anos) e as menos massiva (trilhões de anos) evoluem mais devagar.

## Saída da SP

A estrela sai da sequência principal quando **10% de seu hidrogênio total, na região do núcleo,** é transformado em hélio.

Este é o **limite de Schenberg-Chandrasekhar**, publicado em 1942 pelo **brasileiro Mário Schenberg (1916-1990)** e pelo indiano Subrahmanyan Chandrasekhar (1910-1995).

Corresponde ao **ponto da evolução de uma estrela em que o balanço de forças no núcleo isotérmico não pode ser mais alcançado.**



## Equilíbrio e Desequilíbrio

Quando **10% do hidrogênio disponível no núcleo se esgota**, o H do núcleo foi transformado em He, e portanto, não existe mais combustível (H) disponível no núcleo passível de ser transformado quimicamente em He. A estrela então **não está mais realizando reações termonucleares**.

Se **não existe mais reação termonuclear (ou fusão, ou queima de elementos químicos)**, a produção de energia gerada neste mecanismo cessa. Não havendo mais geração de energia, a radiação que era produzida pela queima de combustível não vai mais existir e, conseqüentemente, não vai mais abastecer a pressão interna do gás para contrabalançar a força gravitacional, e o **equilíbrio entre a força de gravidade e a força atribuída a pressão do gás é rompido !** ...e não existe mais o equilíbrio hidrostático na região central da estrela.

A conseqüência deste **desequilíbrio** faz com que a força gravitacional domine o sistema, fazendo com que a estrela contraia, ficando sujeita a alterações físicas que afetam a **temperatura, cor, luminosidade, pressão, etc...** A estrela então sai **da SP e muda de posição no D-HR**.

# Equilíbrio e Desequilíbrio

...uma competição de forças que traça o destino evolutivo das estrelas

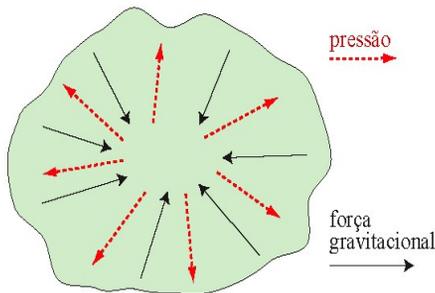
**Estágio 1:** contração e colapso da nuvem molecular

**Estágio 2:** contração aumenta e a temperatura aumenta também até iniciar as **reações termonucleares**; a força de pressão do gás passa a ter contribuição da energia de radiação, e então atua como contrapeso para a força gravitacional atingindo o equilíbrio ( $F_p = F_g$ ), mantendo a estrela na SP.

**Estágio 3:** o combustível esgota na região central da estrela e ela sai da SP

Estágio 1 - **desequilíbrio**

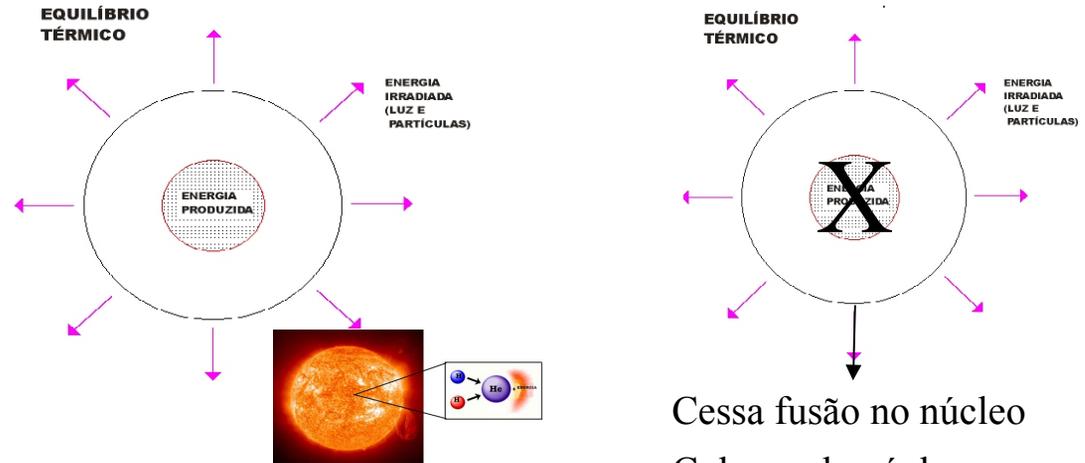
$$F_g > F_p$$



Colapso da nuvem molecular

Estágio 2 - **equilíbrio**

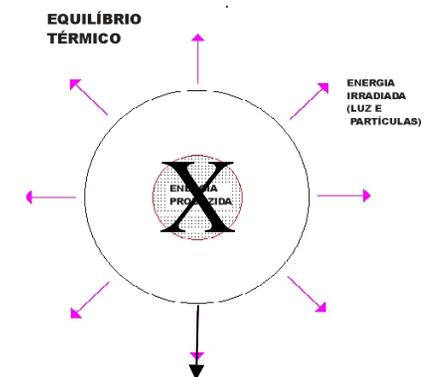
$$F_g = F_p$$



Equilíbrio Hidrostático

Estágio 3 - **desequilíbrio**

$$F_g > F_p$$



Cessa fusão no núcleo  
Colapso do núcleo  
Núcleo contrai e T aumenta  
Envelope expande se gás é perfeito

A evolução de estrelas de baixa e alta massa é diferente.

Vamos agora ver como ocorre a evolução estelar em estrelas de baixa massa após sair da SP

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

Na SP a estrela está queimando H->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.

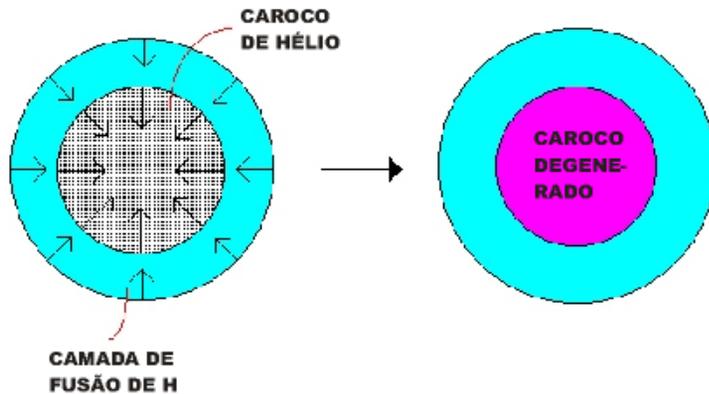
Como **não está havendo queima do He no centro**, o **núcleo** encolhe rapidamente e os elétrons livres resultantes da alta temperatura no caroço, formam um gás que **não atende mais aos princípios da física clássica** de um gás comum, onde a **pressão do gás produz o aumento da temperatura e consequente 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

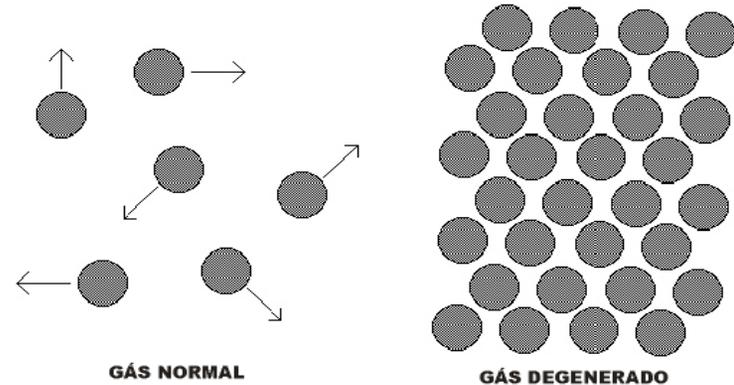
A fusão de núcleos de H em núcleos de He na camada levam ao acúmulo de He no caroco central. O aumento da massa do caroco leva ao aumento da pressão em seu interior. O caroco então se contrai.



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 <sub>2</sub> O	e.g. water, H <sub>2</sub> O	e.g. steam, H <sub>2</sub> O	e.g. ionised gas, H <sup>+</sup> and e <sup>-</sup>
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.

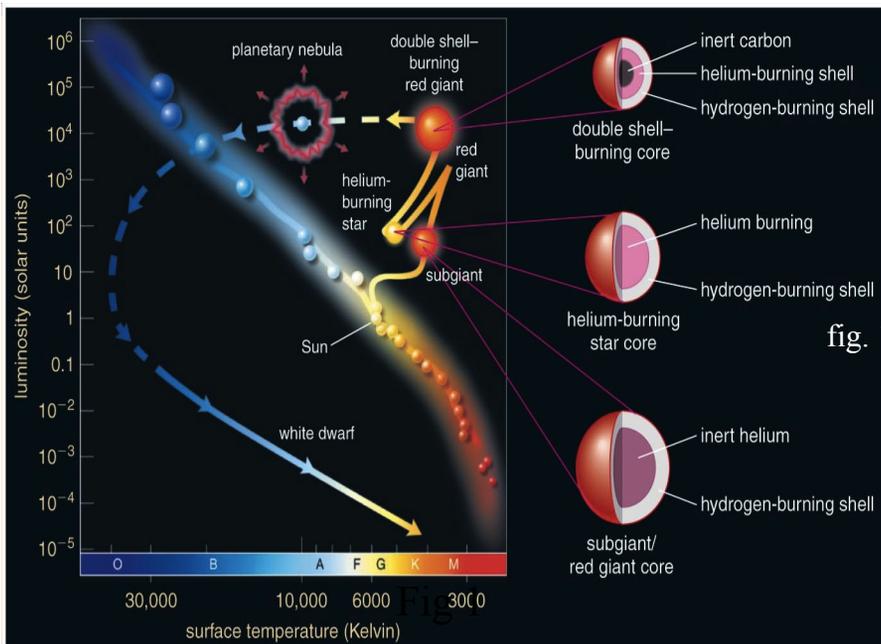


fig 1

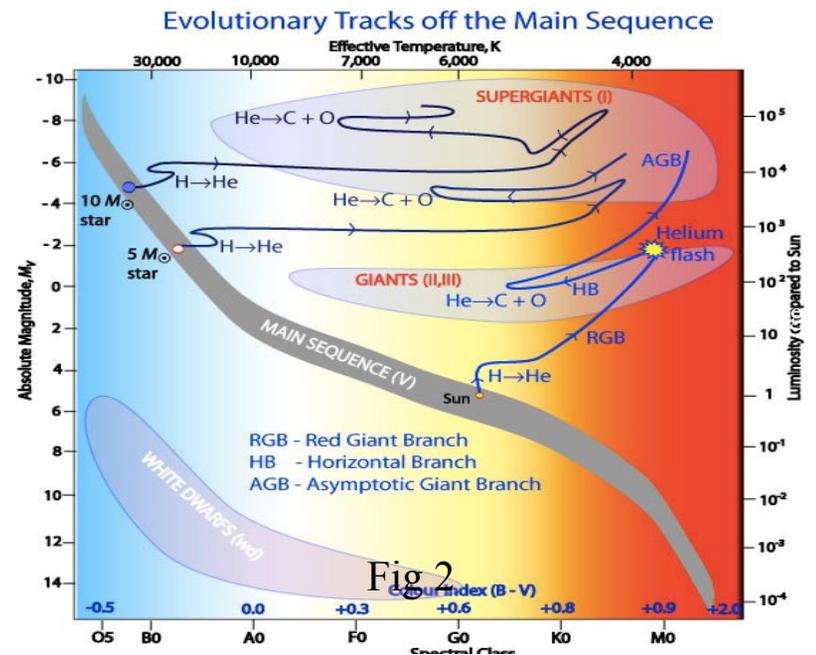


Fig 2

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  $H \rightarrow He$ .

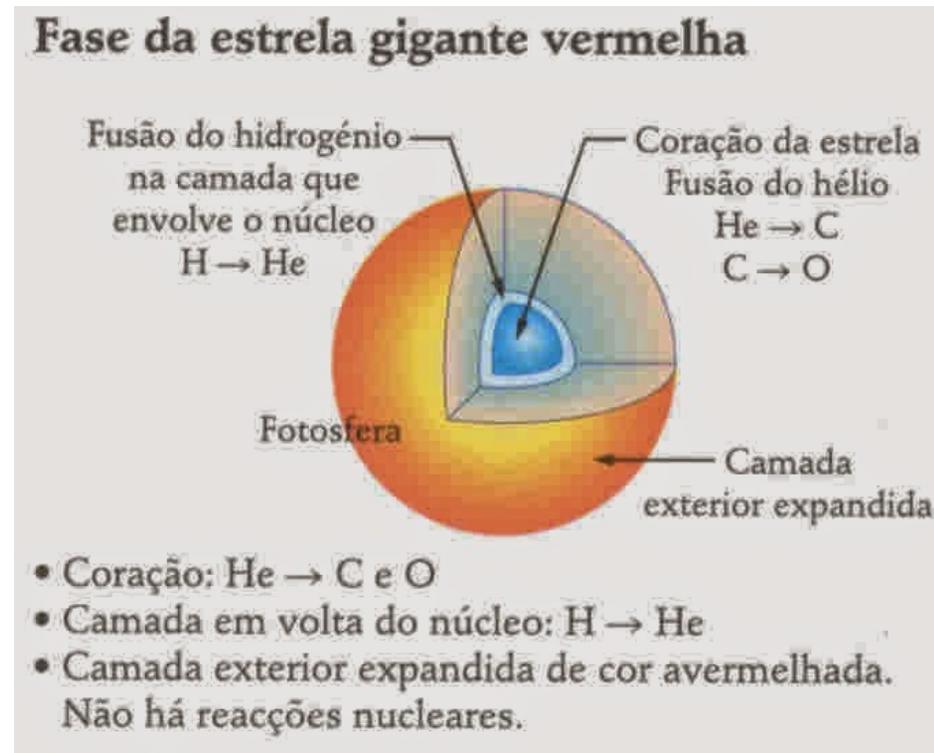
Nesta fase a estrela tem 3 camadas principais:

(1) Núcleo de hélio (camada interna): Libera energia à medida que diminui de raio.

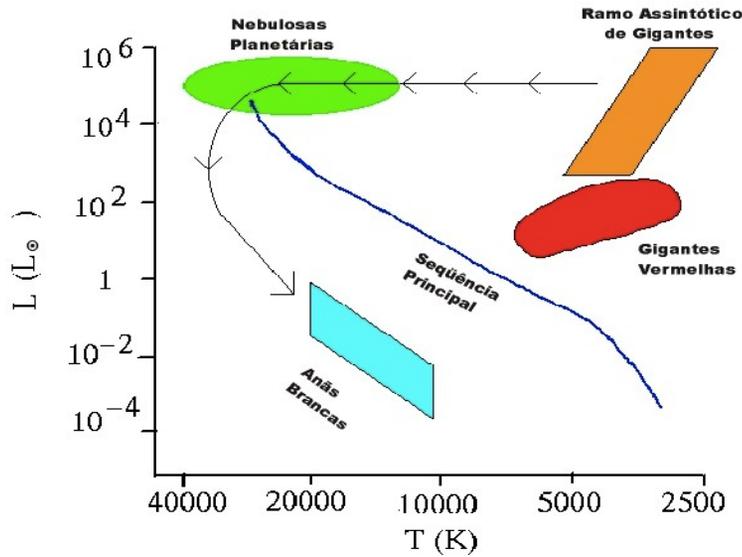
(2) Casca de fusão: Libera energia à medida que funde hidrogênio em hélio.

(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  $M > 8 M_{\text{sun}}$ ).

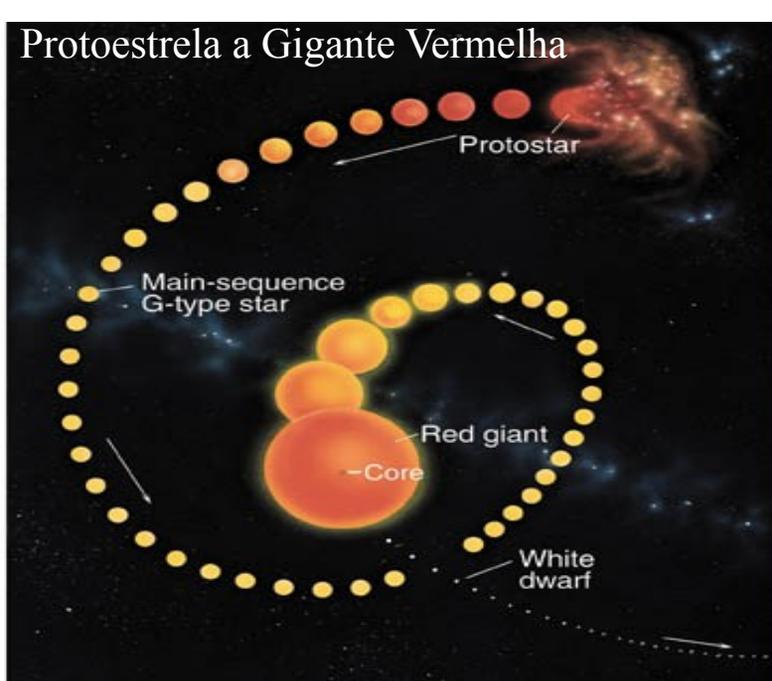
Ver figura →



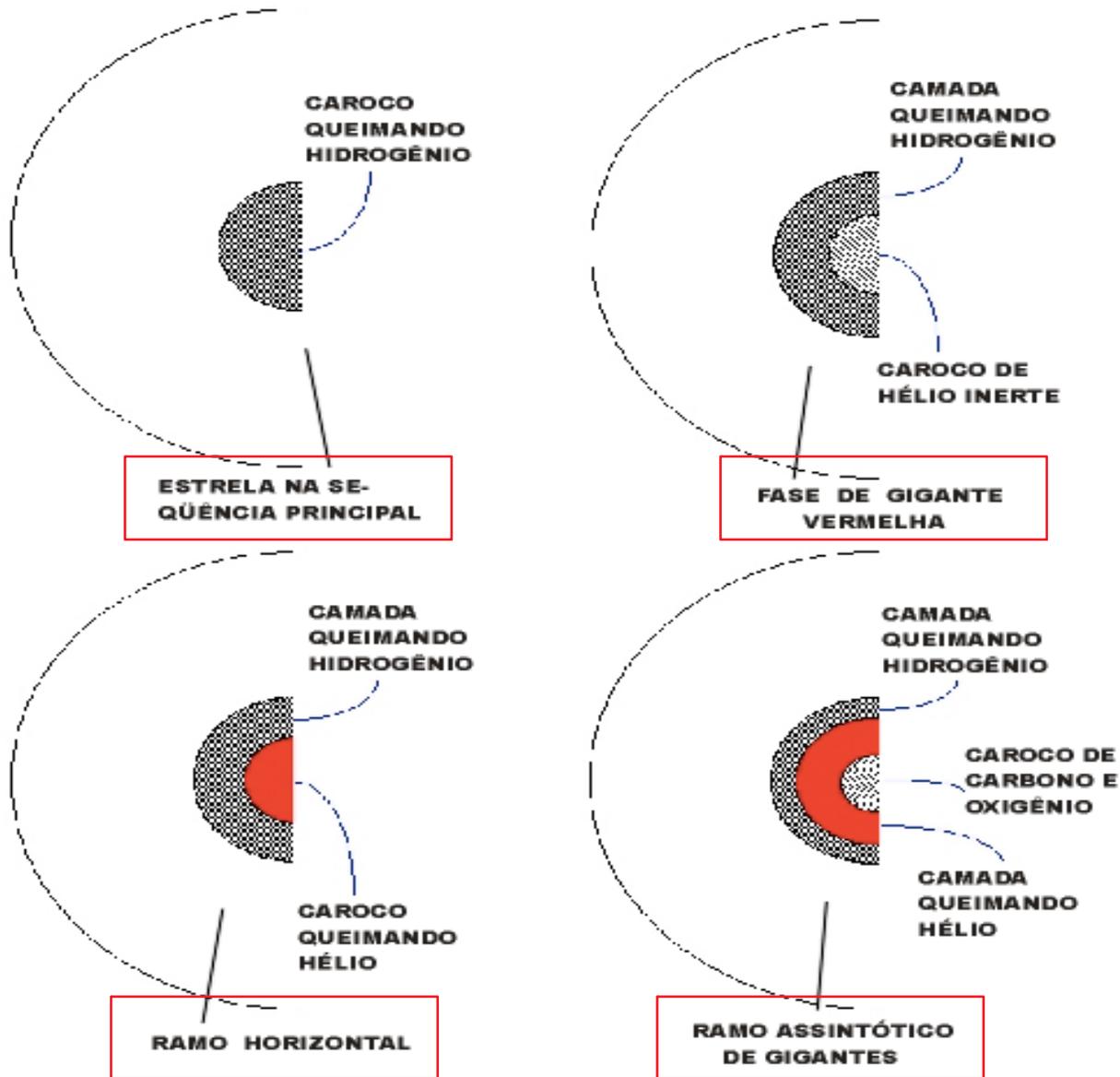
# O caso do Sol



Traçado evolutivo no D-HR



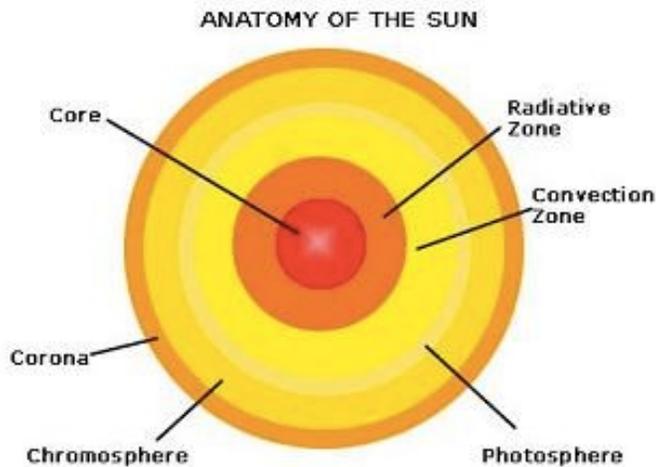
# Comparação Estrutura Interna de Estrelas da Baixa Massa



**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.



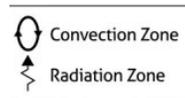
> 1.5 solar masses



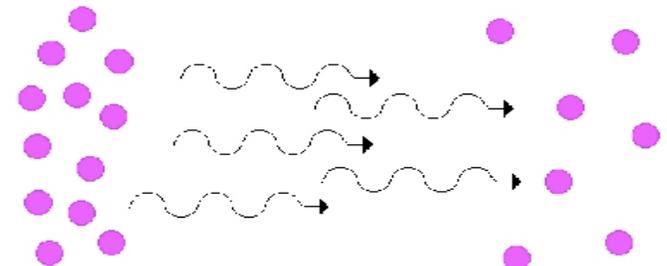
0.5 - 1.5 solar masses



< 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.**

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

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

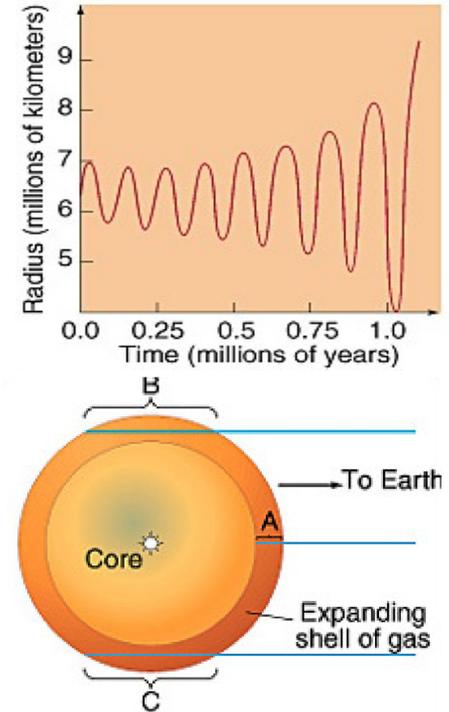
# Nebulosas Planetárias

...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**.

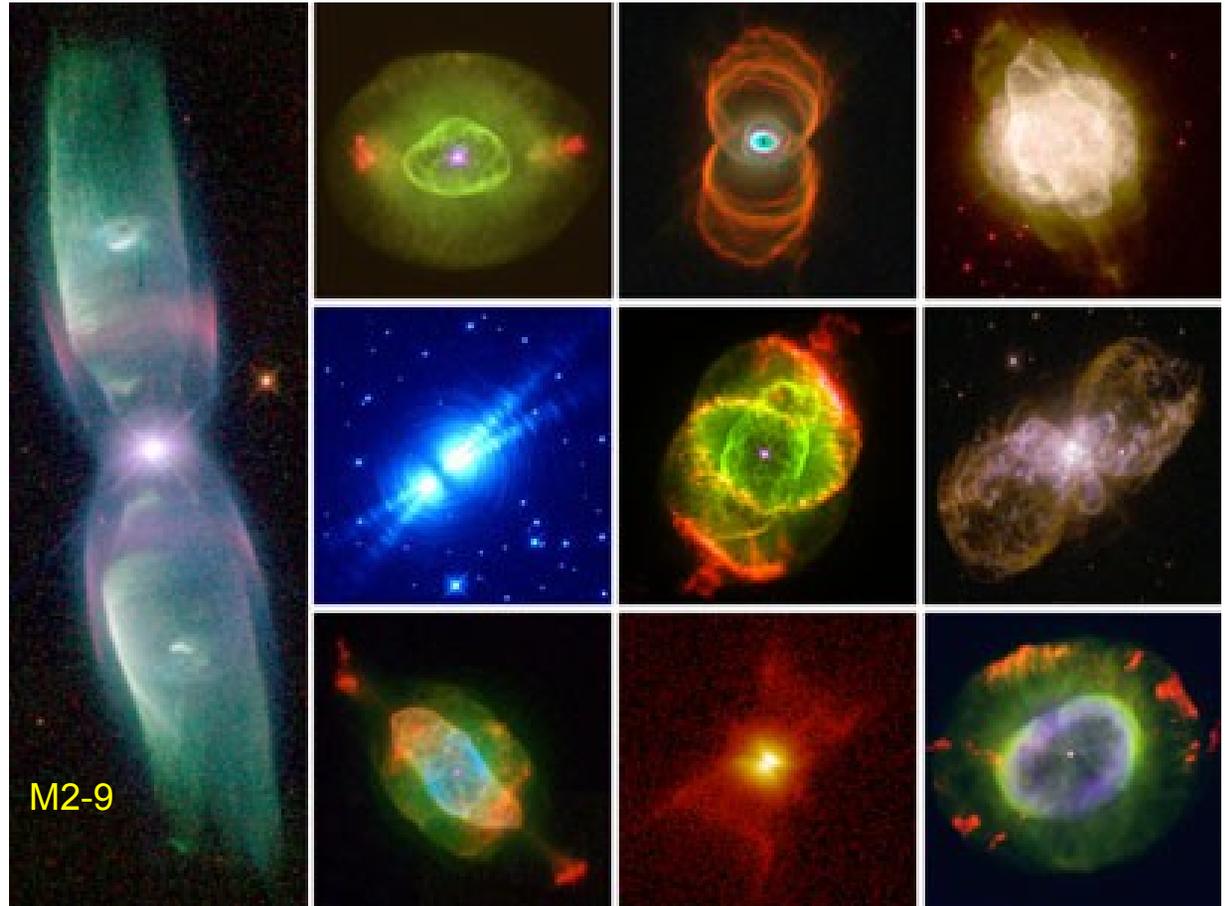


# Nebulosas Planetárias

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

M57

~ 2000 conhecidas



imagens de B. Balick (HST)

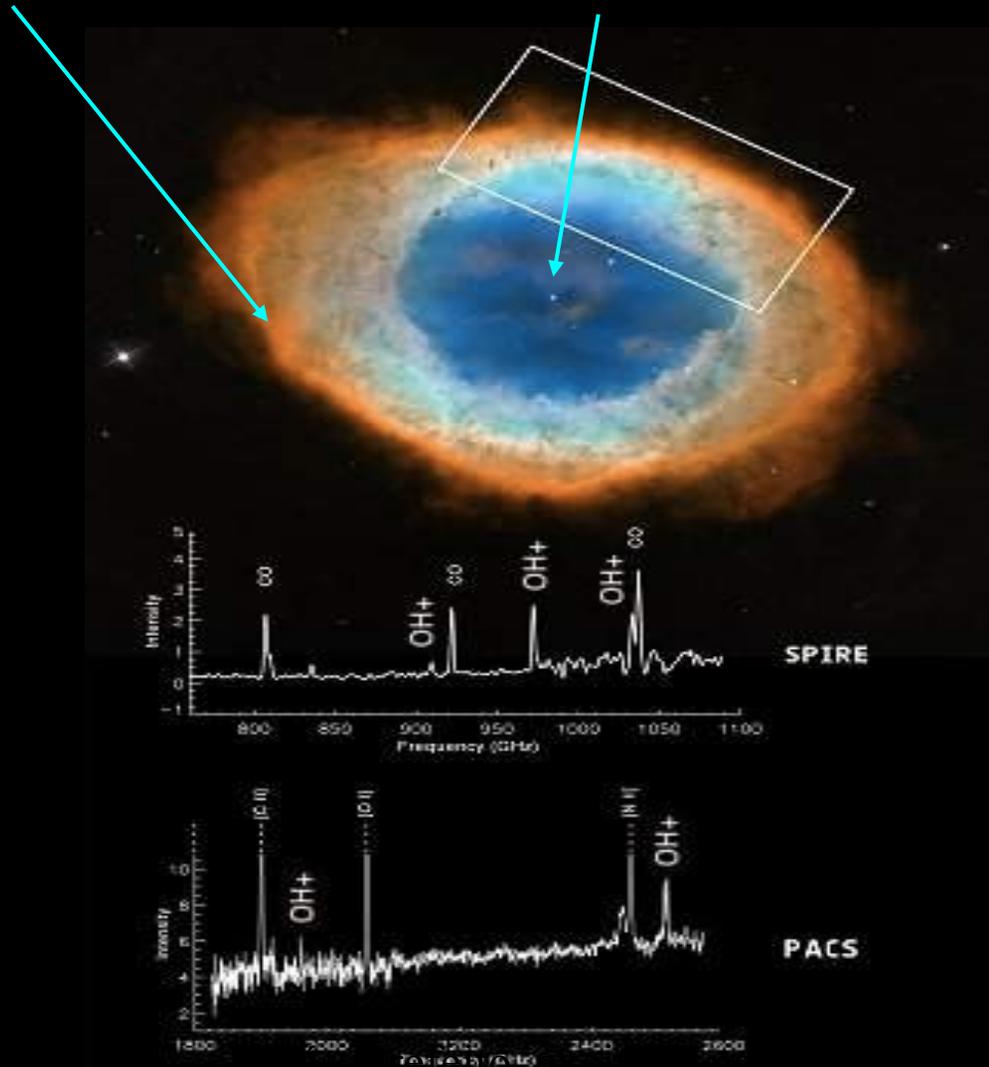
NGC 6751 "Aquila"

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 pouco oxigênio) eventualmente recoberto com uma fina camada de **H e/ou He**.

Cerca de 3.000 conhecidas.

## Propriedades

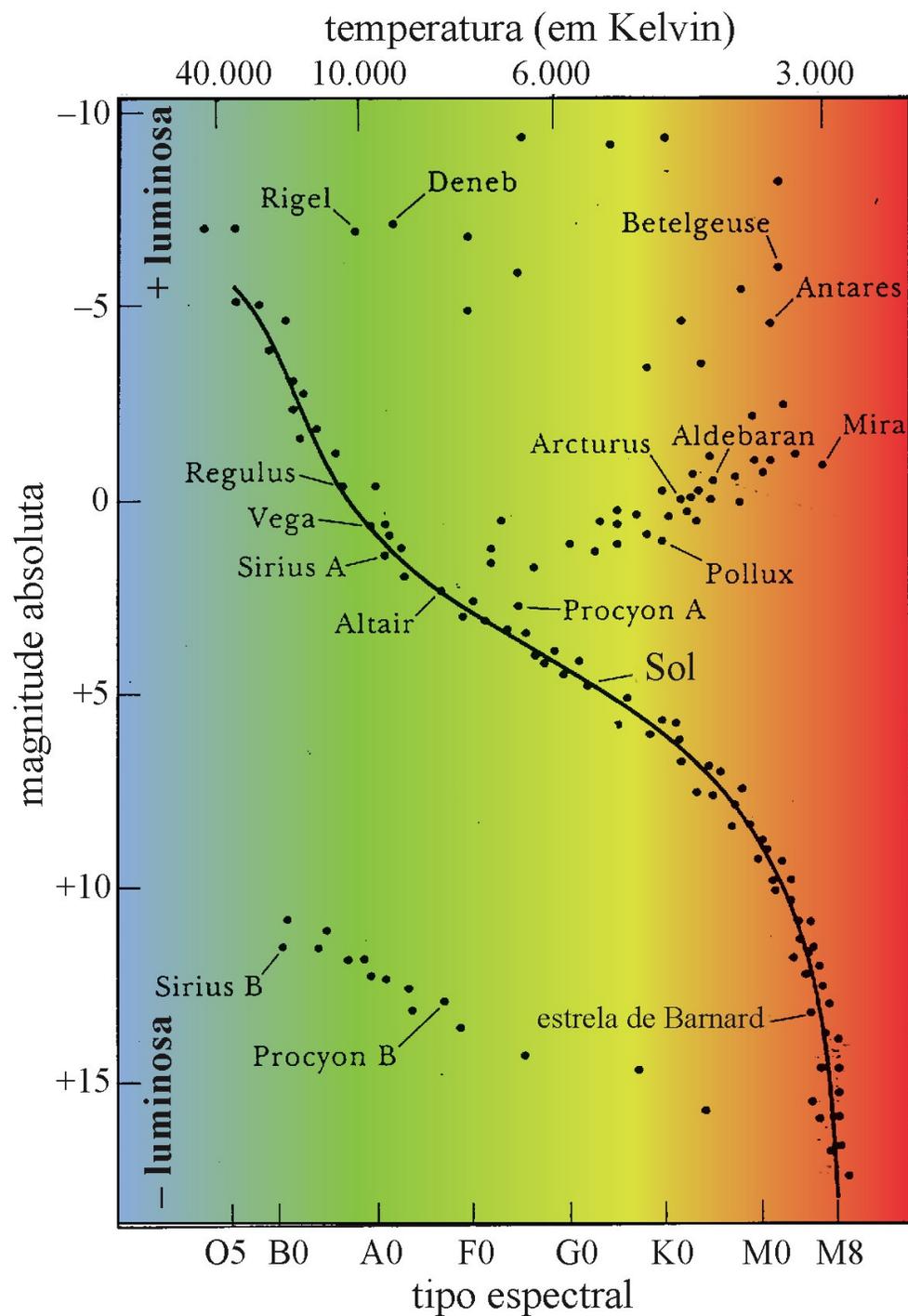
$$D \sim 3 \text{ toneladas/cm}^3$$

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

$$T \sim 10.000 \text{ K}$$

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

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



# Anã Branca

## ...evolução



Sirius B

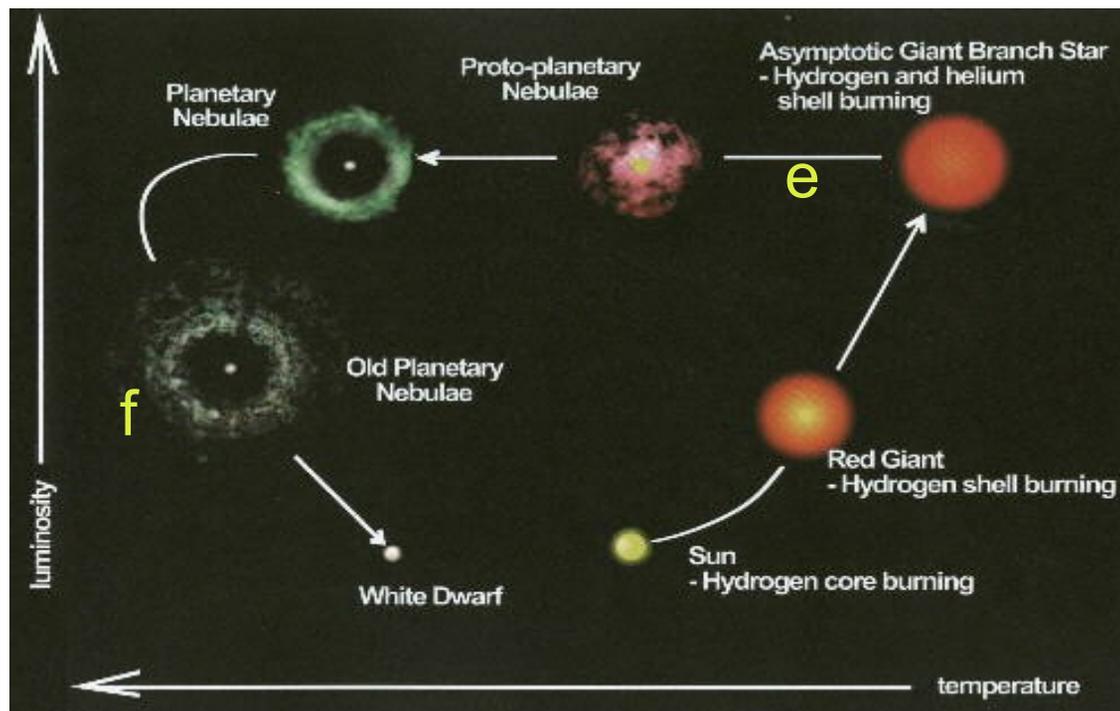


$M \approx 1.0 M_{\text{sol}}$   
 $R \approx 5800 \text{ km}$   
 $V_{\text{esc}} \approx 0.02c$

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 6 fases: Gigante Vermelha, Ramo Assintótico das Gigantes, seguido das Nebulosas Planetárias e Anãs Brancas

← 30.000 anos →

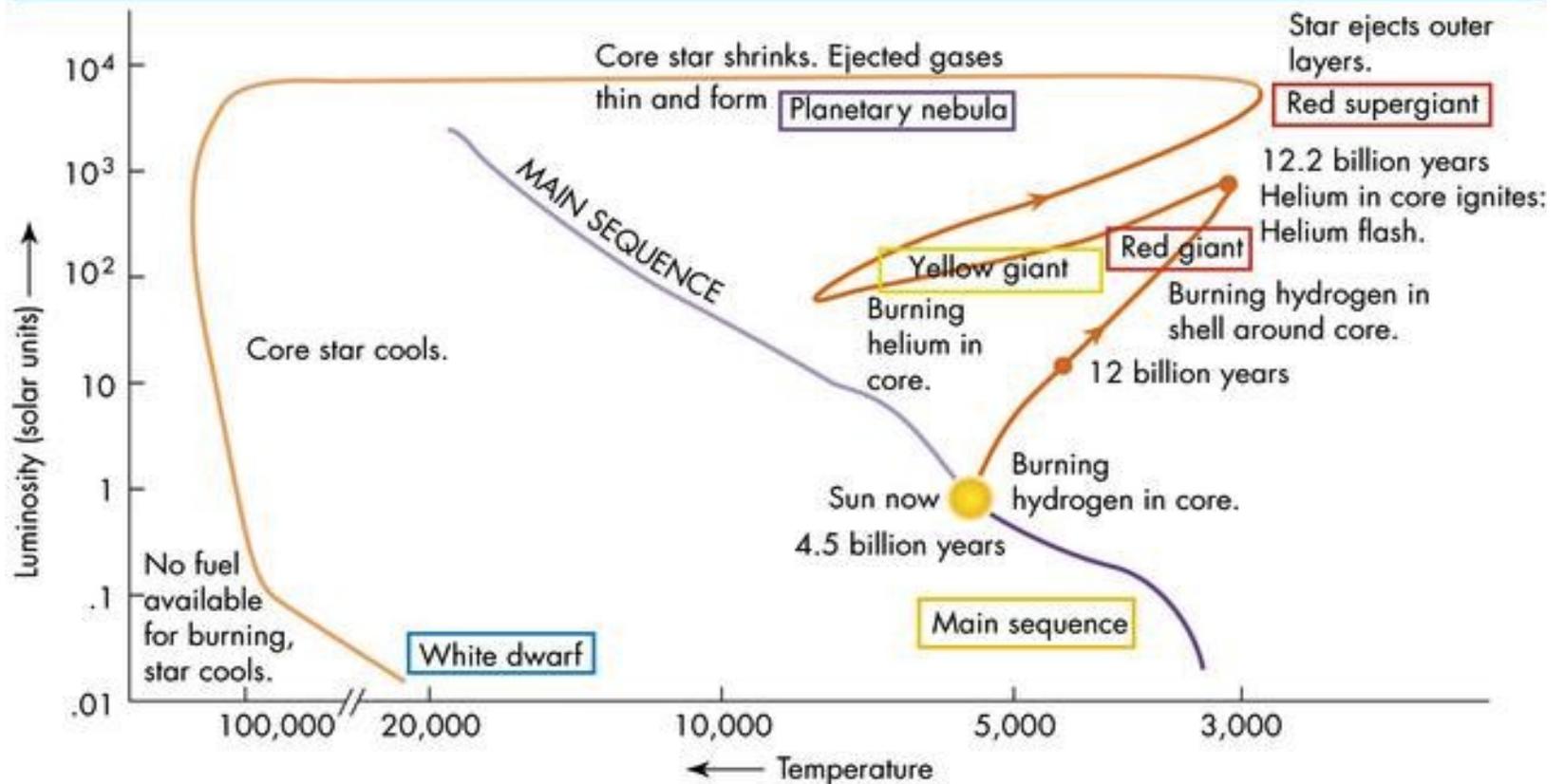
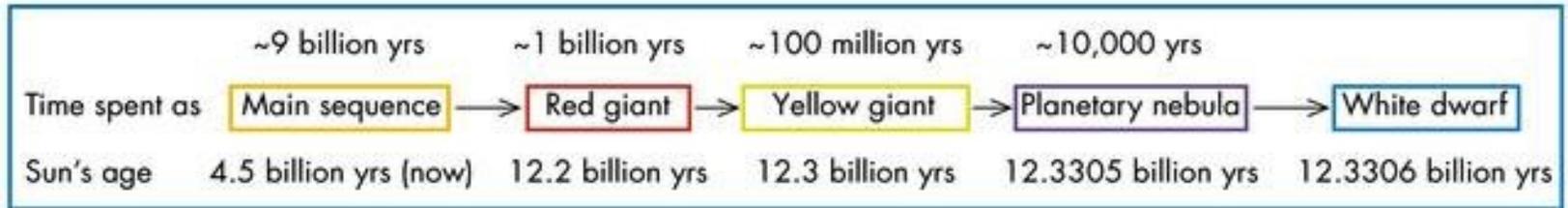


...as estrelas centrais das nebulosas evoluem para anãs brancas, que terminam suas vidas com um caroço de carbono

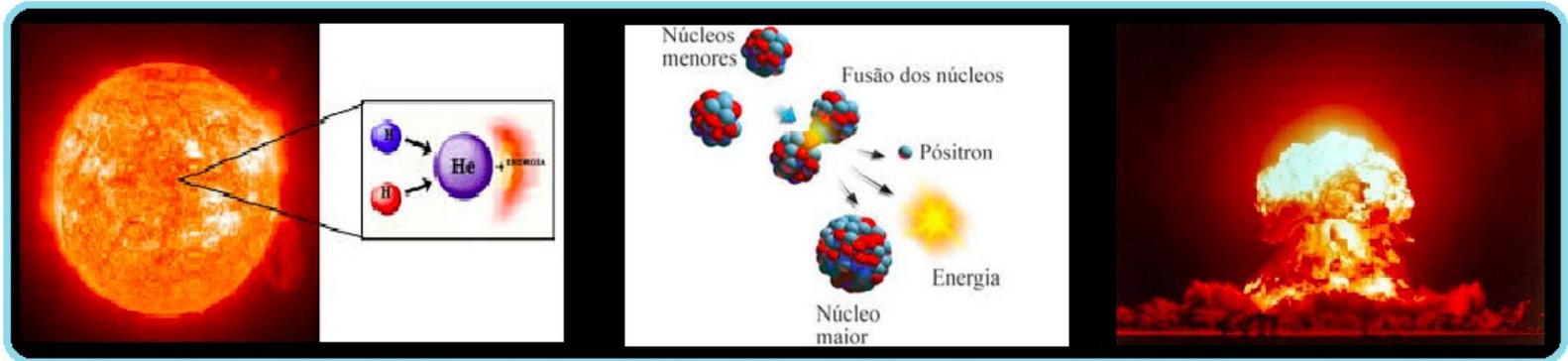
Na posição (e) a estrela mantém a luminosidade e se contrai => conseqüentemente a temperatura aumenta

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



# Lembrar que.....



**Número atômico e número de massa** e<sup>v</sup>

**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  
X  
Z

**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  
8

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

35Cl  
17

Na próxima aula veremos como ocorre a evolução estelar em estrelas de alta massa (8 --> 10 Msol)