Formação Estelar e Sequência Principal

Formação estelar e meio interestelar

Estrelas Pré-Sequencia Principal

Sequência Principal

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.

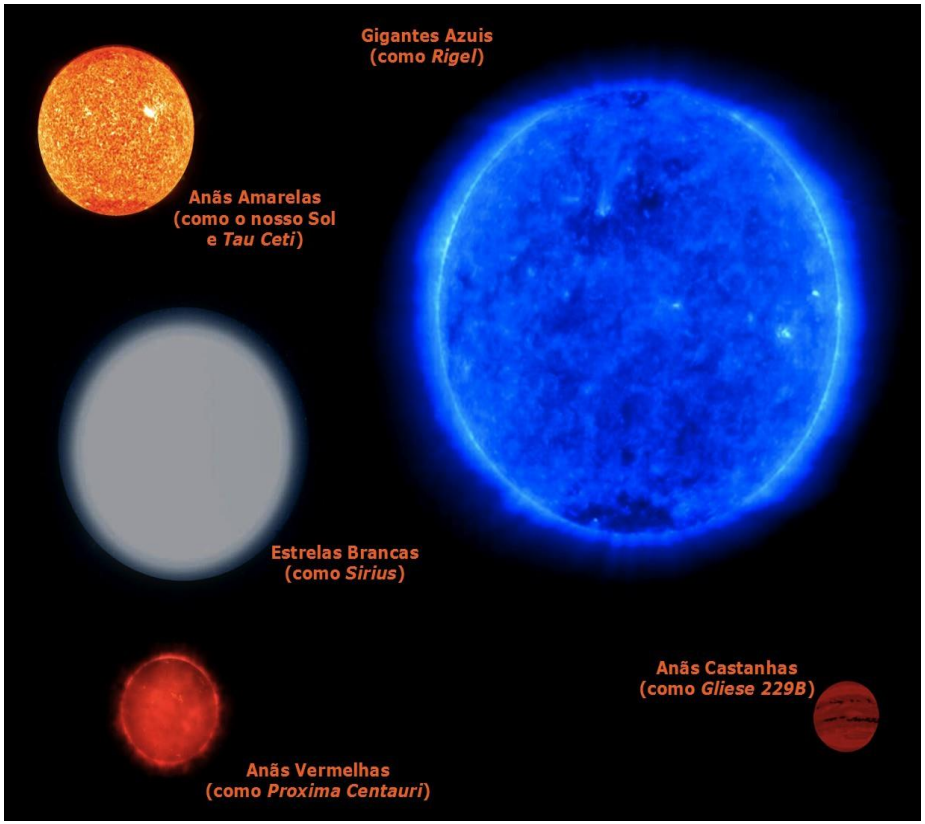


Fig. 1

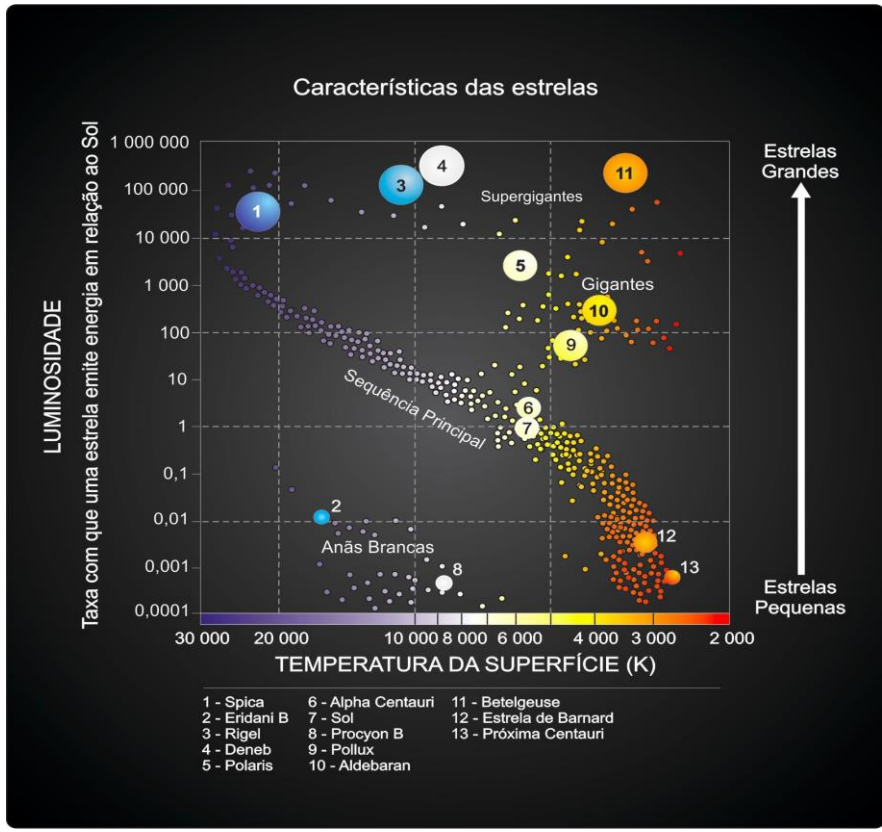


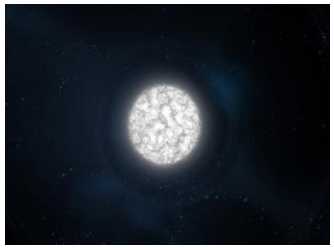
Fig. 2

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.

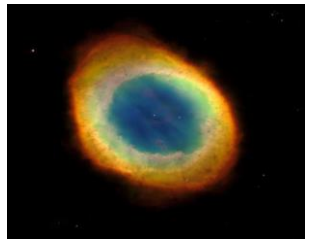
Antes porém da estrela efetivamente nascer, condições físicas relativas ao colapso gravitacional de uma nuvem de gás e poeira no meio interestelar (MIS) passará pelo estágio de proto-estrela até a evolução desta nuvem atingir as condições de **formação de estrela.** Nesta fase será possível **posicioná-la 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 < Msol < 8)** veremos que elas terminam suas vidas como **Anãs Brancas**, após passarem pelos estágios de g**igante vermelha, supergigante vermelha** e **nebulosa planetária.**



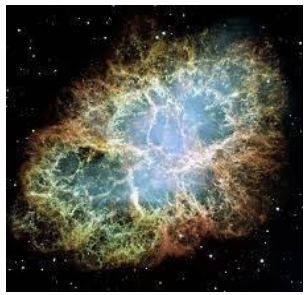
Anãs Branca



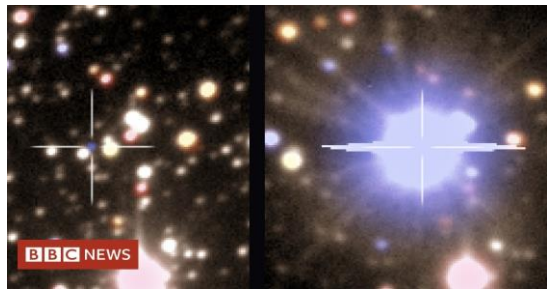
Nebulosas Planetária

Na evolução de **estrelas mais massivas (M > 8-10 Msol.)** 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 tipo Ia** são produtos de evolução de Sistemas Binários.



Remanescente de SN



Nova

Nuvens Moleculares e o Meio Interestelar

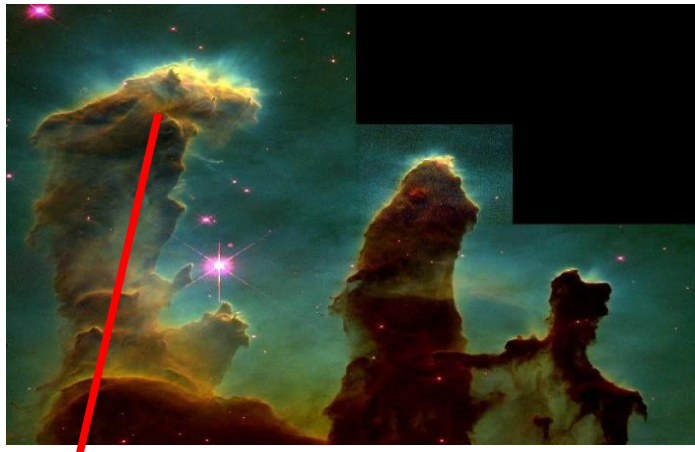
Regiões relativamente densas e frias na Galáxia:

- massa ~ 1.000.000 massas solares
- densidade ~ 100 – 300 partículas/cm^3
- temperatura ~ 20 K
- dimensão ~ 50 pc

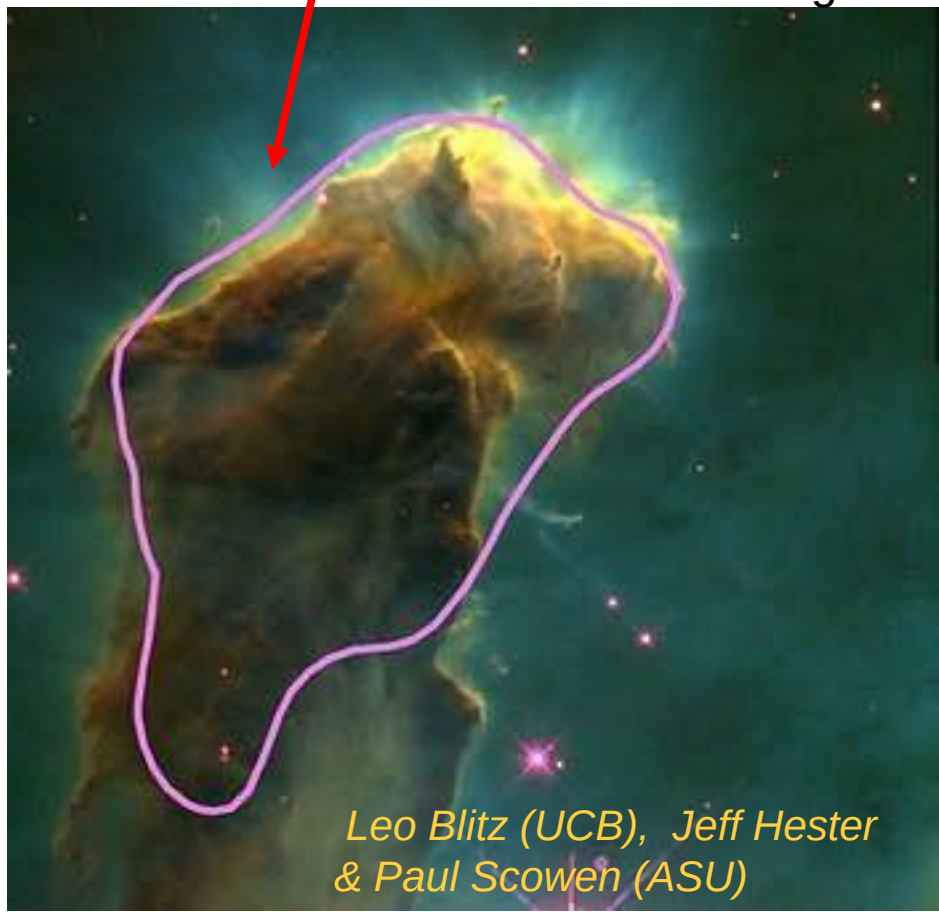
Existem milhares identificadas e conhecidas na Galáxia.

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

- H_2 e CO são as mais comuns.
- Água, Amônia, Metanol...
- PAHs(HidrocarbonosAromáticos Policíclicos) :benzeno, naftalina, fluoreno, etc...



Nebulosa da Águia



MEIO INTERESTELAR

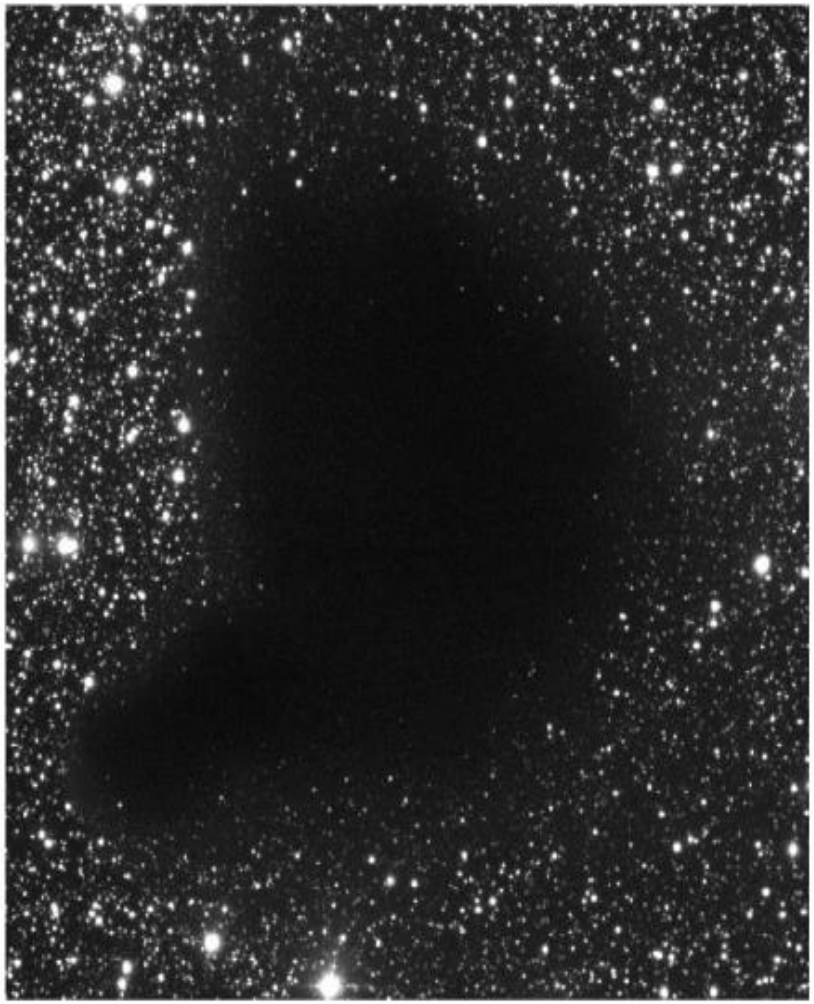
The interstellar medium consists of gas and dust.

Gas is atoms and small molecules, mostly hydrogen and helium.

Dust is more like soot or smoke; larger clumps of particles.

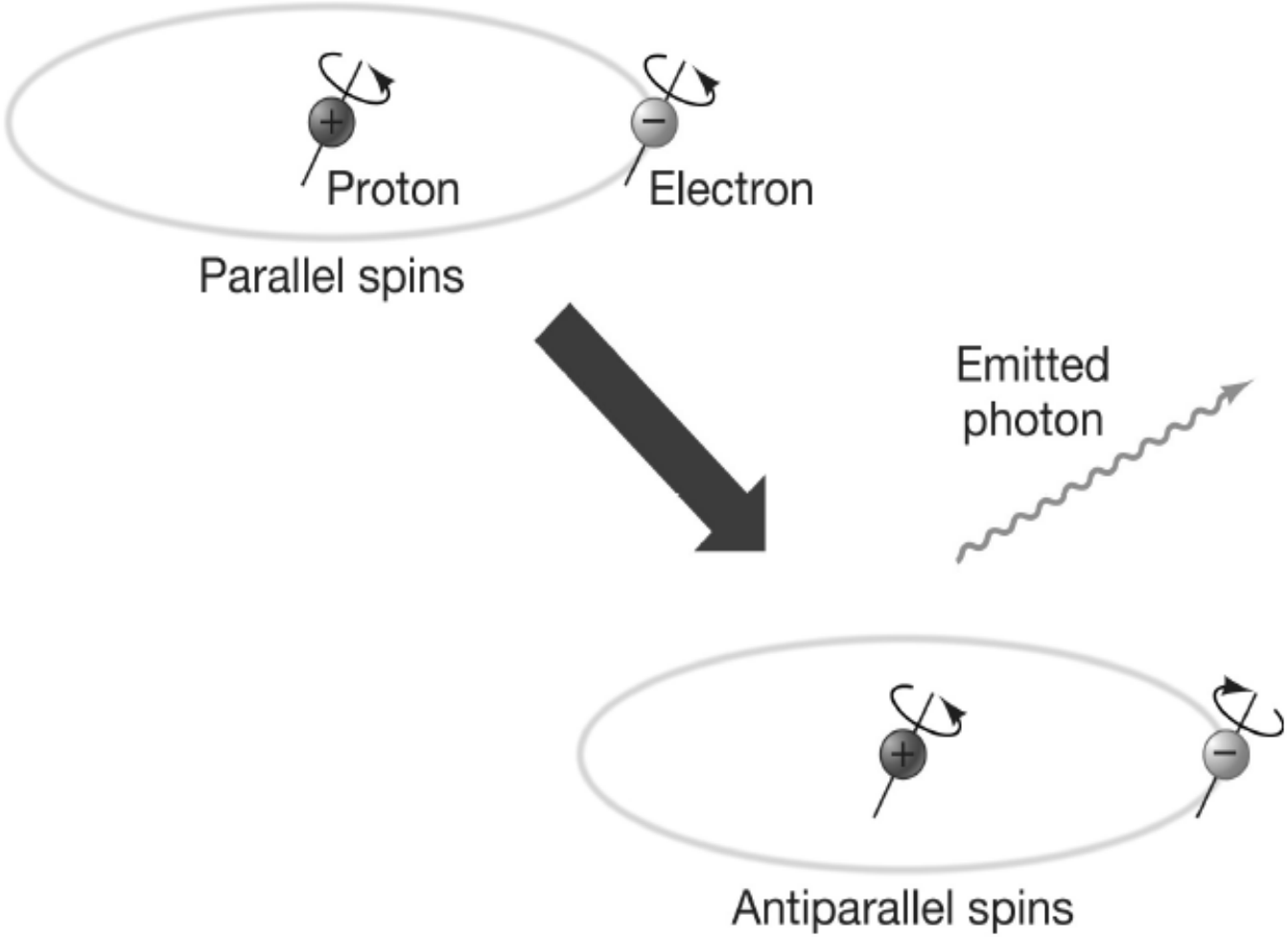
Dust absorbs light, and reddens light that gets through.

This image shows distinct reddening of stars near the edge of the dust cloud:

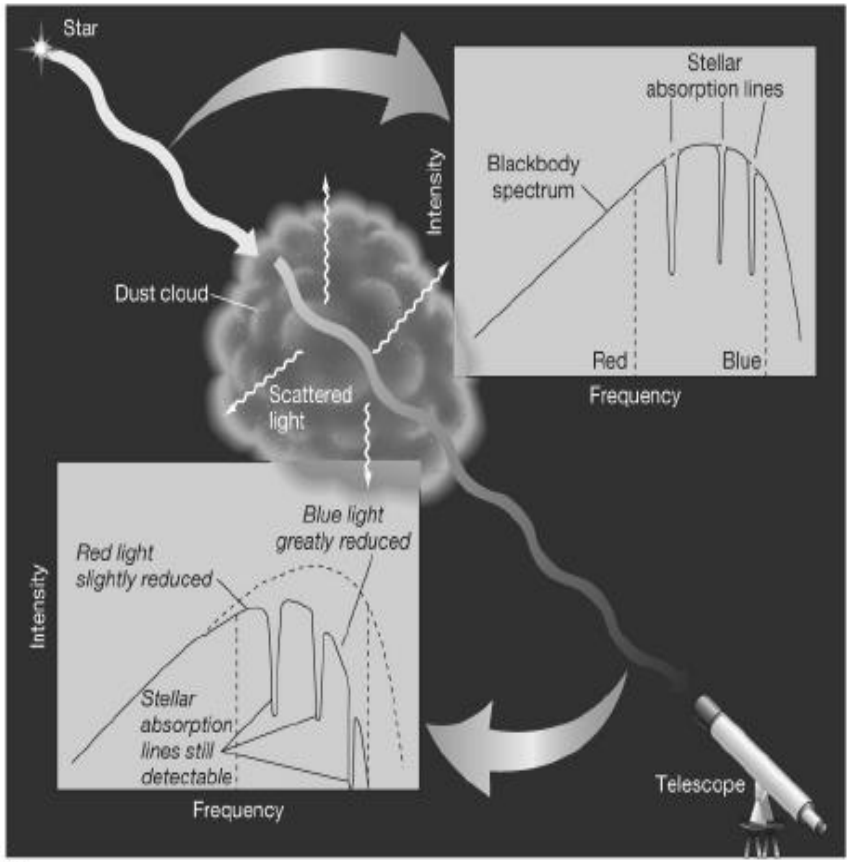


Meio Interestelar Difuso:
H I (H neutro) e Emissão de 21 cm

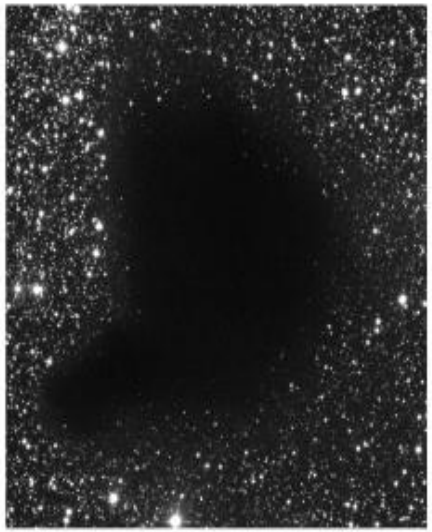
Interstellar gas emits low-energy radiation, due to a transition in the hydrogen atom:



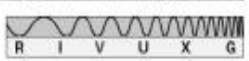
POEIRA INTERESTELAR

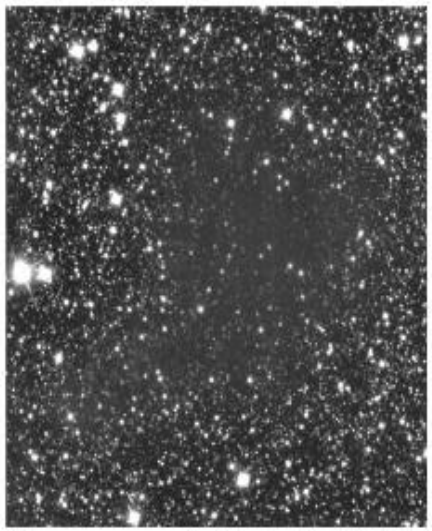


(a)



(b)



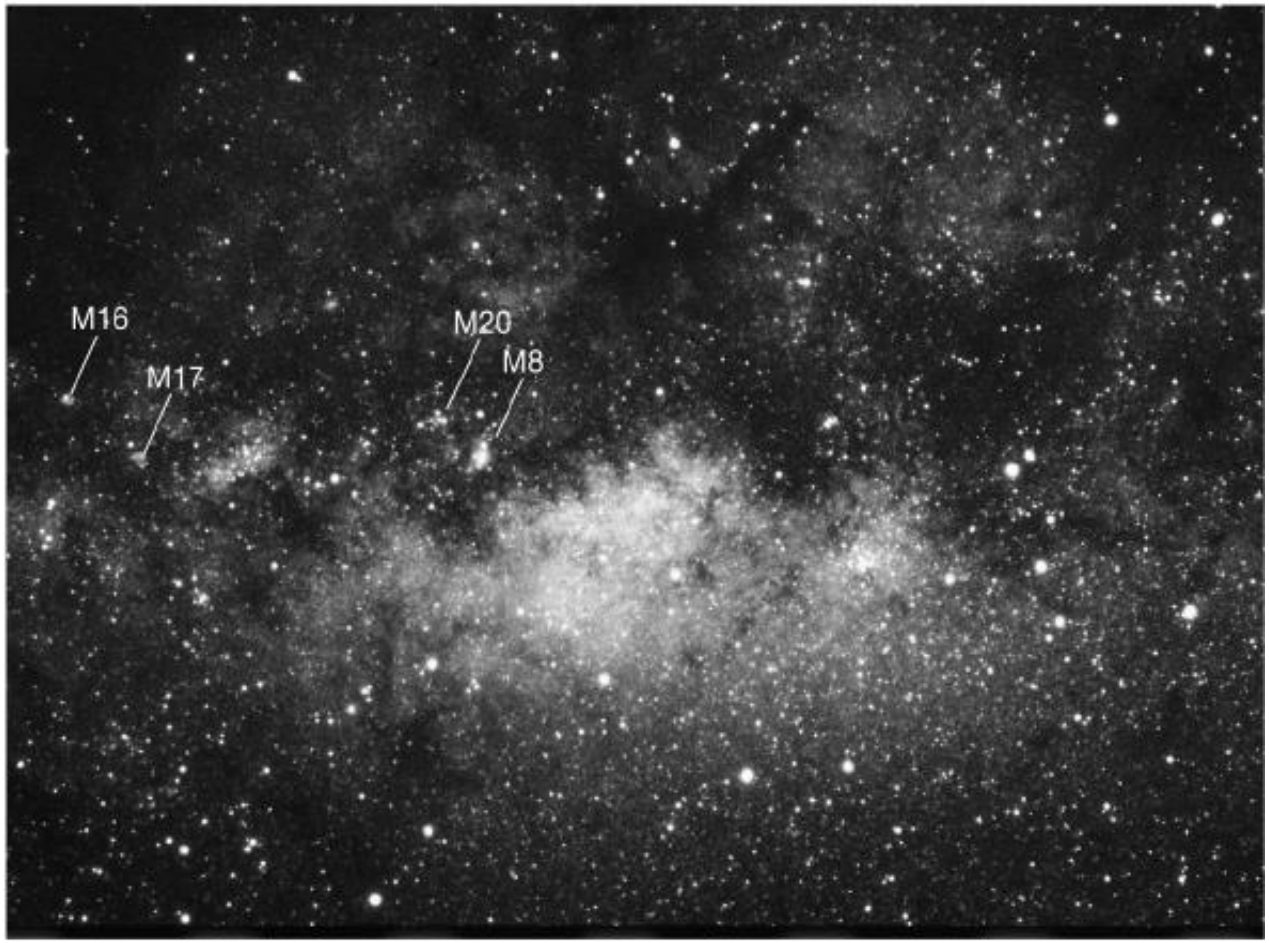


(c)

Dust clouds absorb blue light preferentially; spectral lines do not shift

NEBULOSAS
e Regiões de Formação Estelar

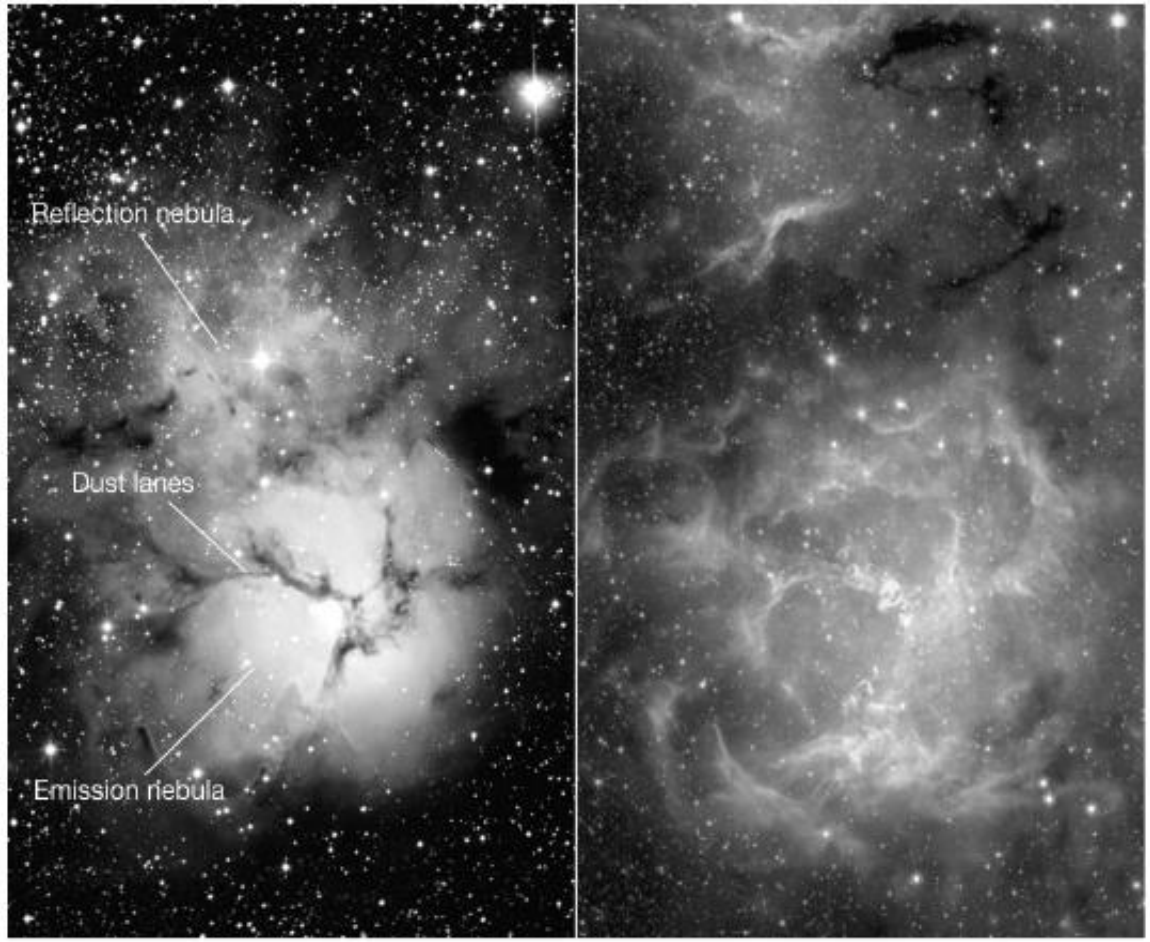
This is the central section of the Milky Way galaxy, showing several nebulae, areas of star formation.



NEBULOSAS

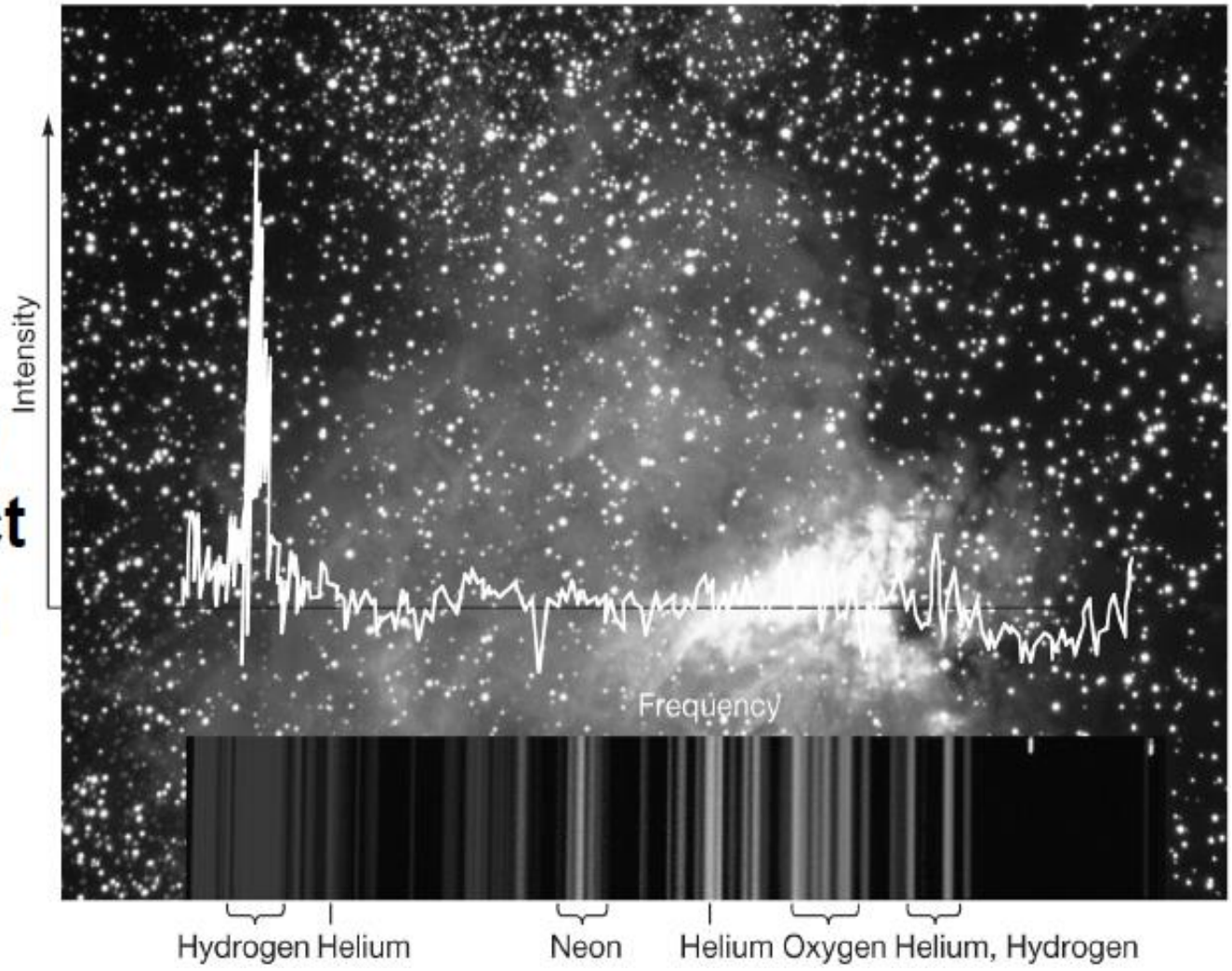
"Nebula" is a general term used for fuzzy objects in the sky.

Dark nebula: dust cloud
Emission nebula: glows, due to hot stars

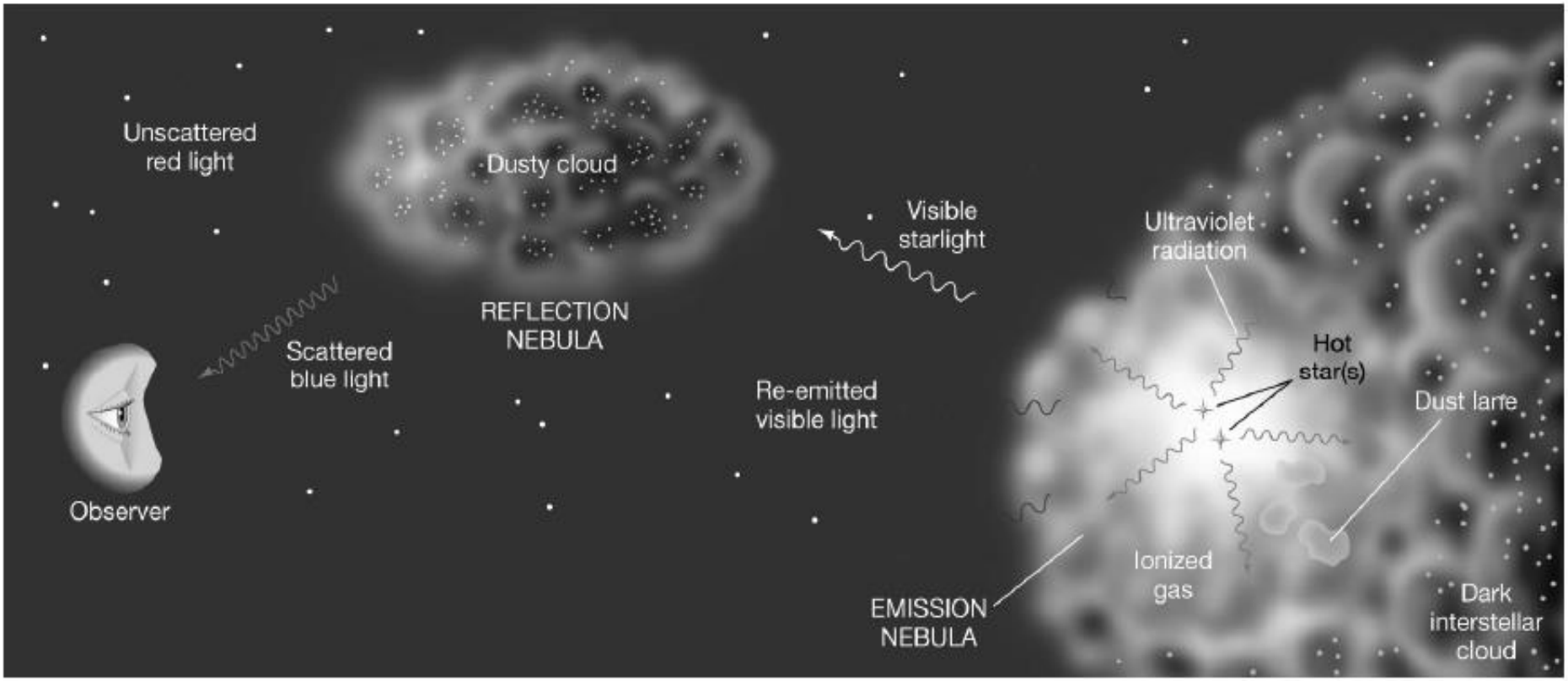


NEBULOSAS DE EMISSÃO
REGIÕES H II (H ionizado)

Emission nebulae are made of hot, thin gas, which exhibits distinct emission lines:



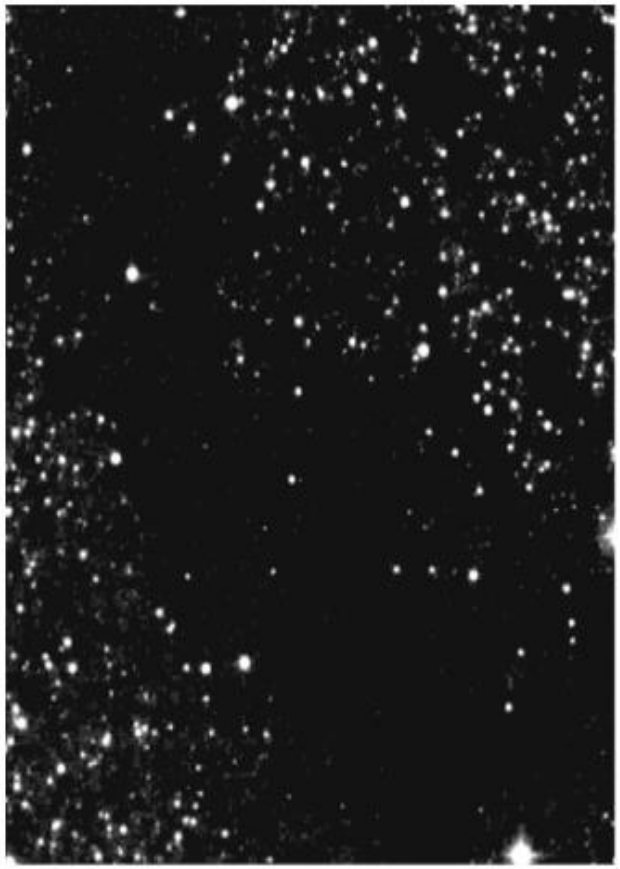
NEBULOSAS BRILHANTES: NEBULOSAS DE REFLEXÃO E DE EMISSÃO

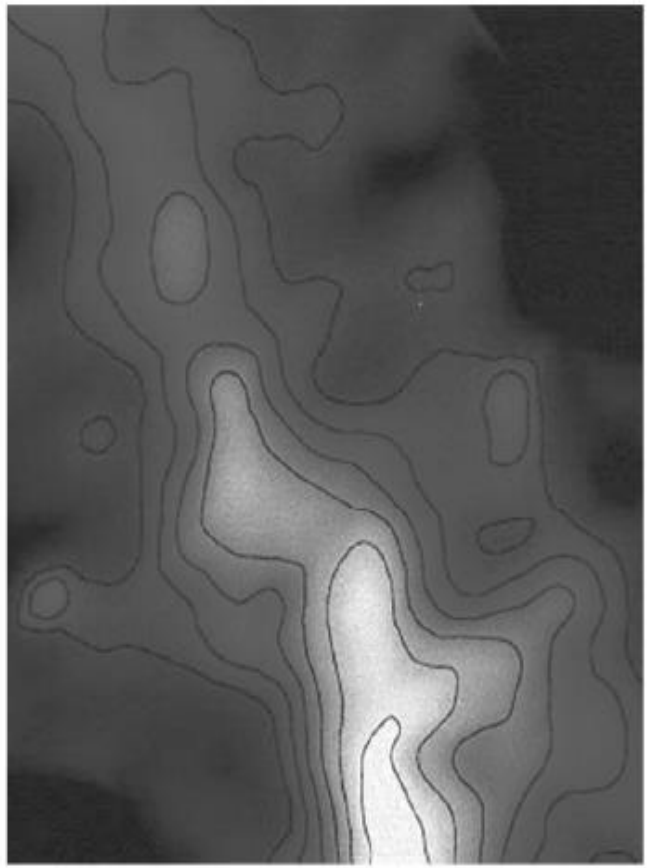


NEBULOSAS ESCURAS

Average temperature of dark dust clouds is a few tens of kelvins

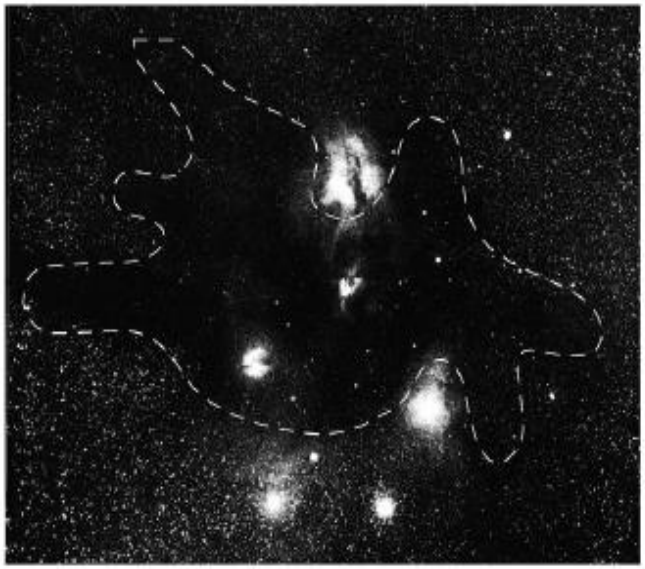
These clouds absorb visible light (left), and emit radio wavelengths (right)

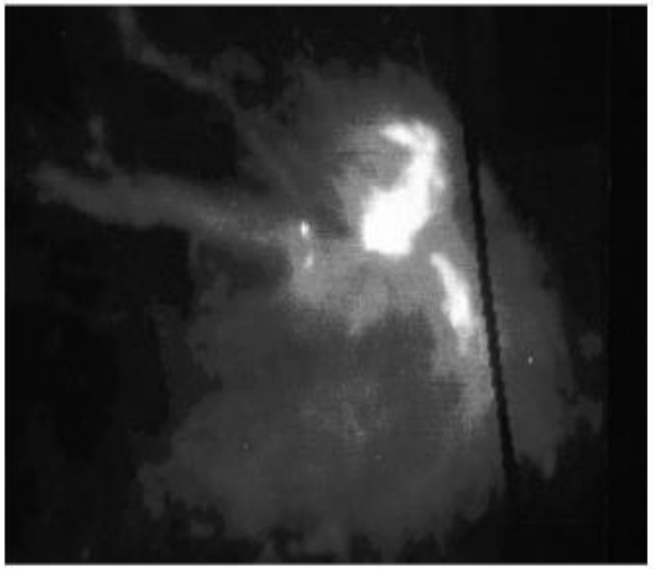




NEBULOSAS ESCURAS

This cloud is very dark, and can be seen only by its obscuration of the background stars. The image at right is the same cloud, but in the infrared.



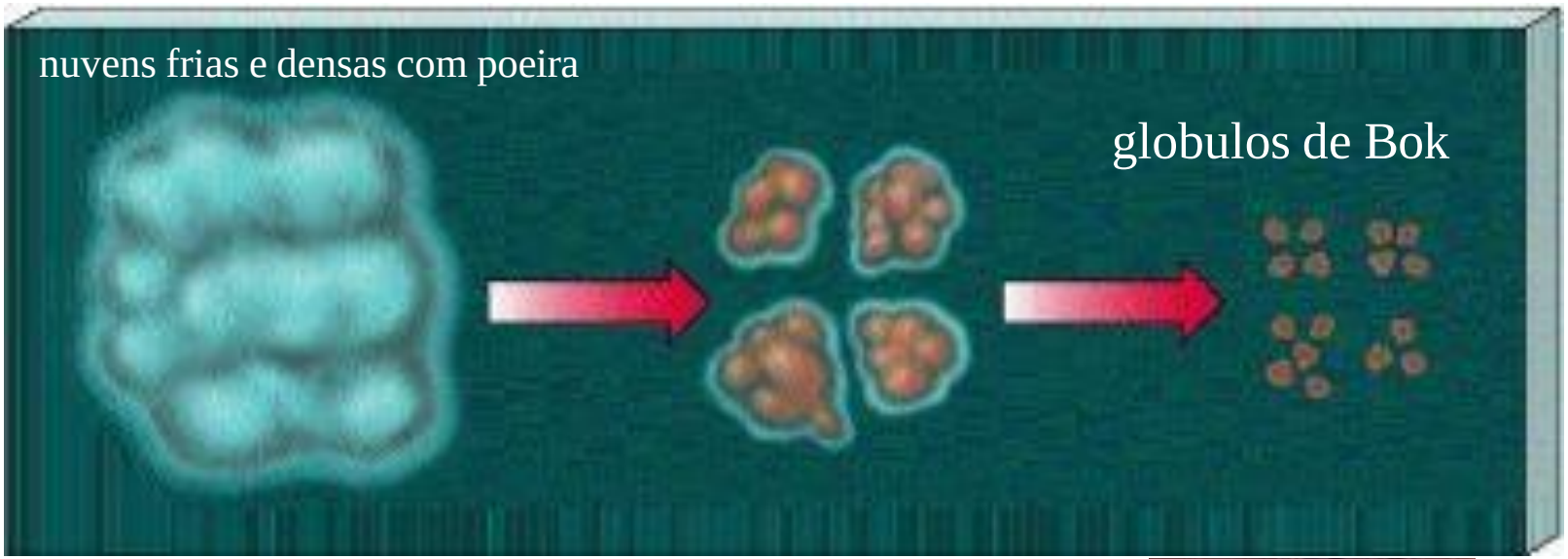


Evolução da Nuvem Molecular

1ª fase: fragmentação

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

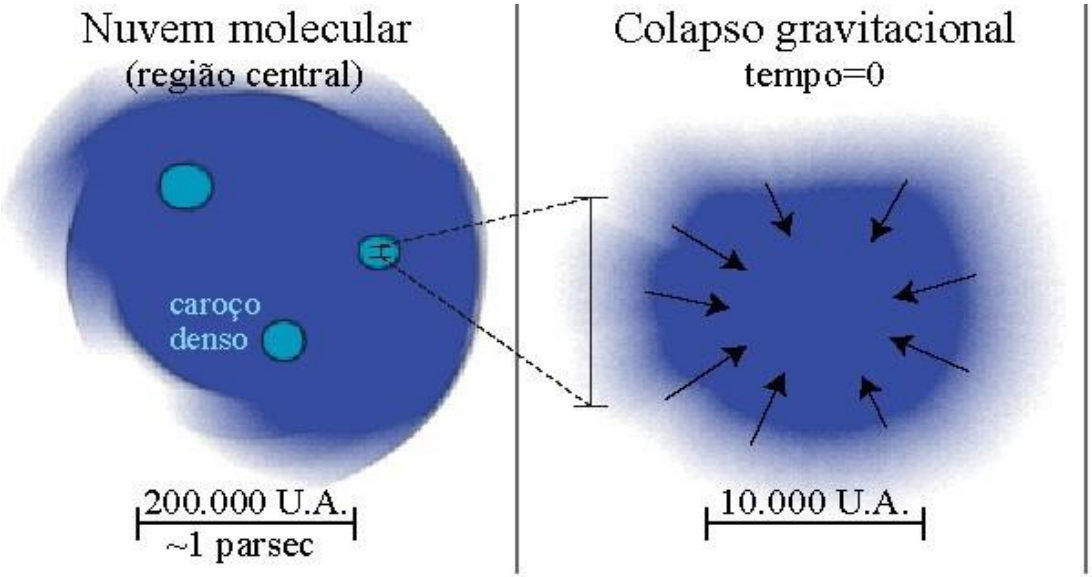
Na fragmentação surgem globulos (de Bok) que são potenciais locais de formação de estrelas

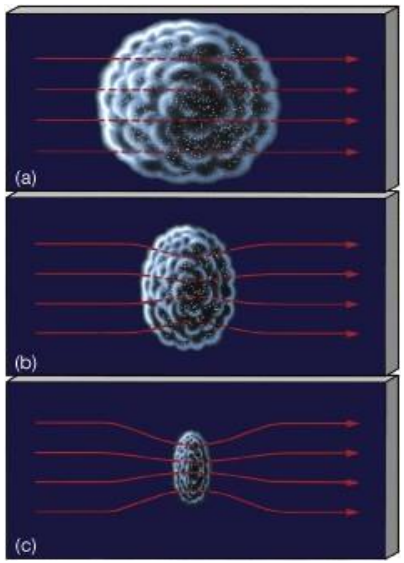


Hubble Space Telescope

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

Critério de equílibrio, 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 x energia cinética (Ec) + 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.

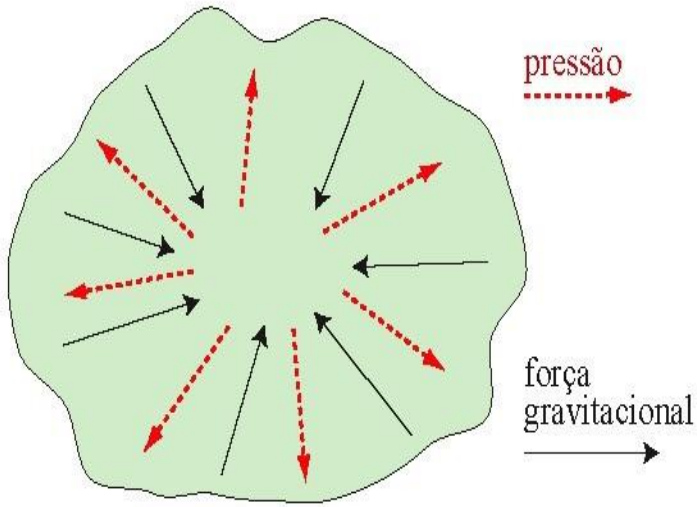
1877 - 1946

O Equilíbrio da Nuvem Molecular

A condição de equilíbrio ocorre entre a **força gravitacional** (Fg) e **pressão do gás (Fp), quando Fg=Fp ↔ Ep = -2Ec**

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

Pressão PV= n kT



P = pressão do gás

V= volume do gás

n = densidade de partículas

T = temperatura

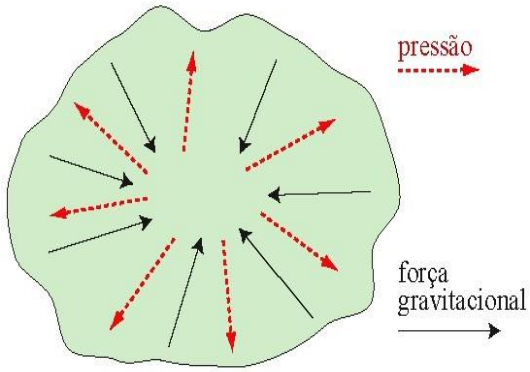
k = constante de Boltzman = $1{,}38 \times 10^{-23}$ Joule/Kelvin

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

Não havendo equilíbrio ocorre o Colapso Gravitacional, Fg > Fp ↔ **Ep > -2Ec**

Massa Limite ou Massa de Jeans (M_J)

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



Para o gás denso característico das nuvens formadoras de estrelas, trata-se de uma massa solar (1MΘ)

Condição para haver colapso:

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

2 x energia cinética (Ec) < energia potencial (Ep)

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

"massa de Jeans - Mj"

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

Exemplos:

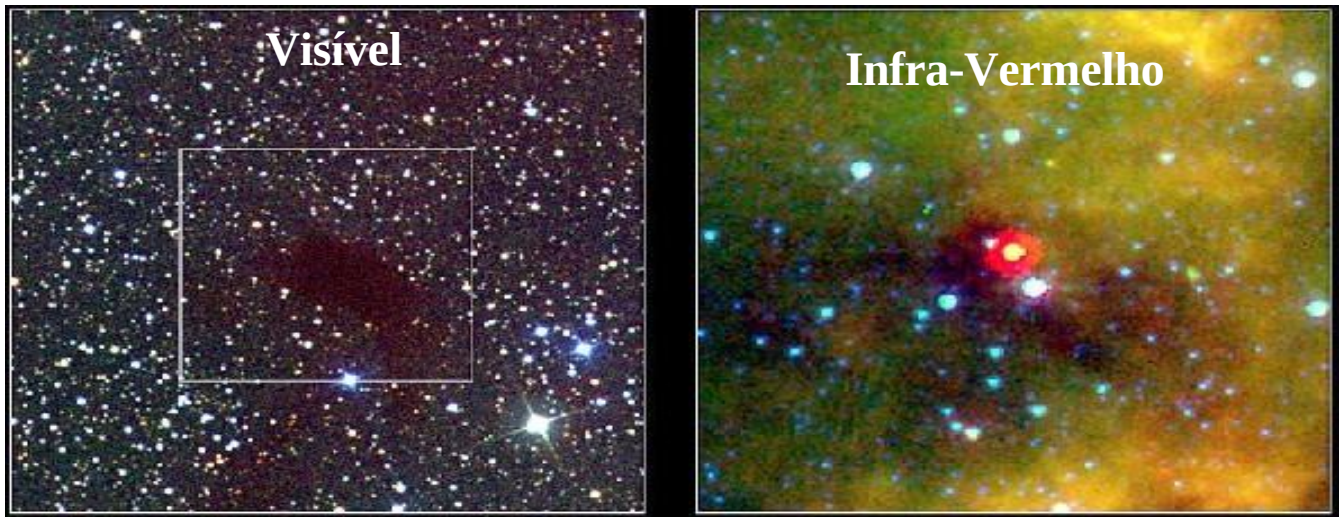
- se T = 50 K e densidade = 500/cm^3, então $M_J \sim 1500\ M_{sol}$.
- se T = 150 K e densidade = 10^8/cm^3, então $M_J \sim 17\ M_{sol}$.

Proto-Estrela

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

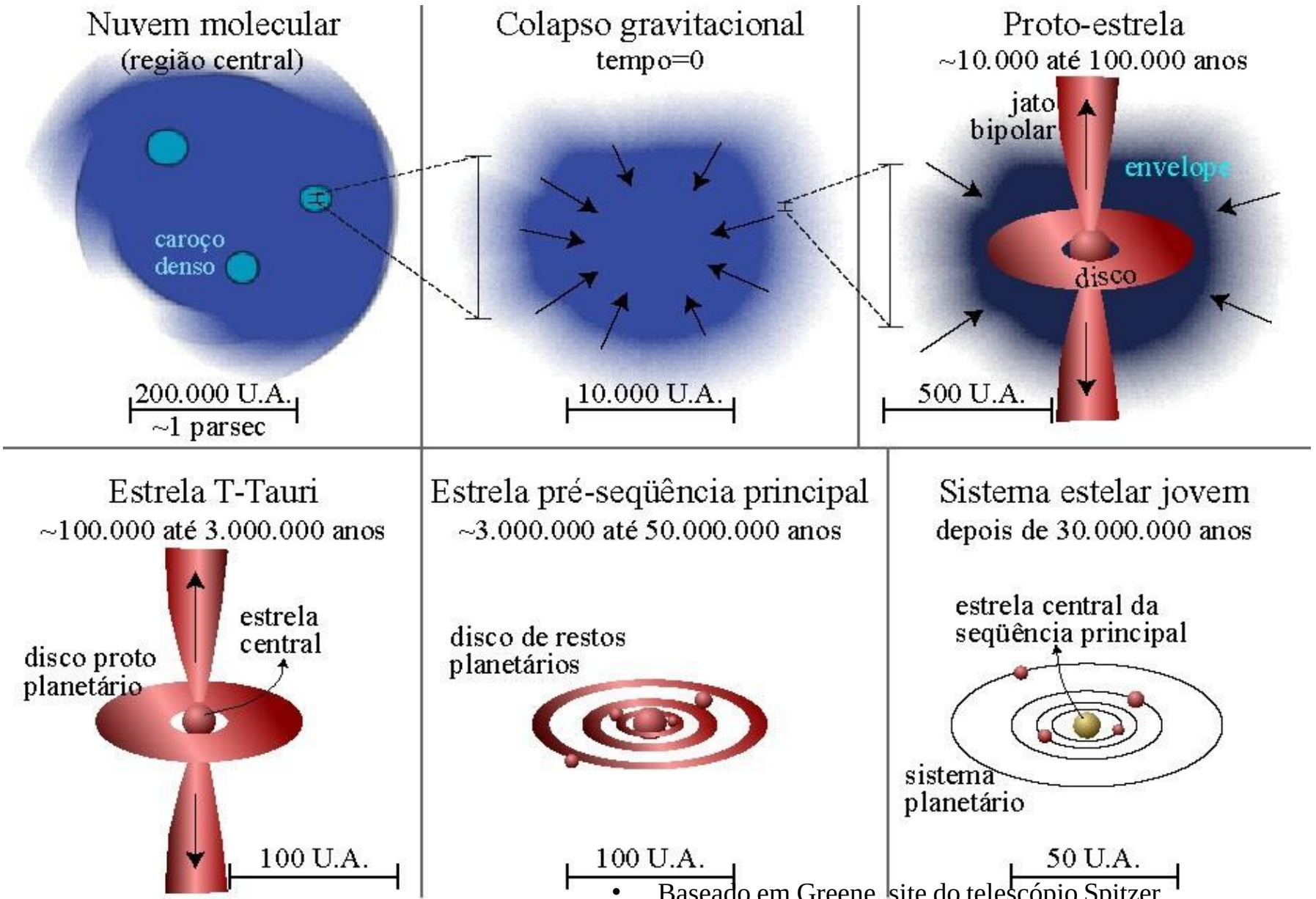
A energia de uma proto-estrela vem do **colapso gravitacional, que está transformando energia potencial em calor,** e, portanto, **não é ainda uma estrela.**

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



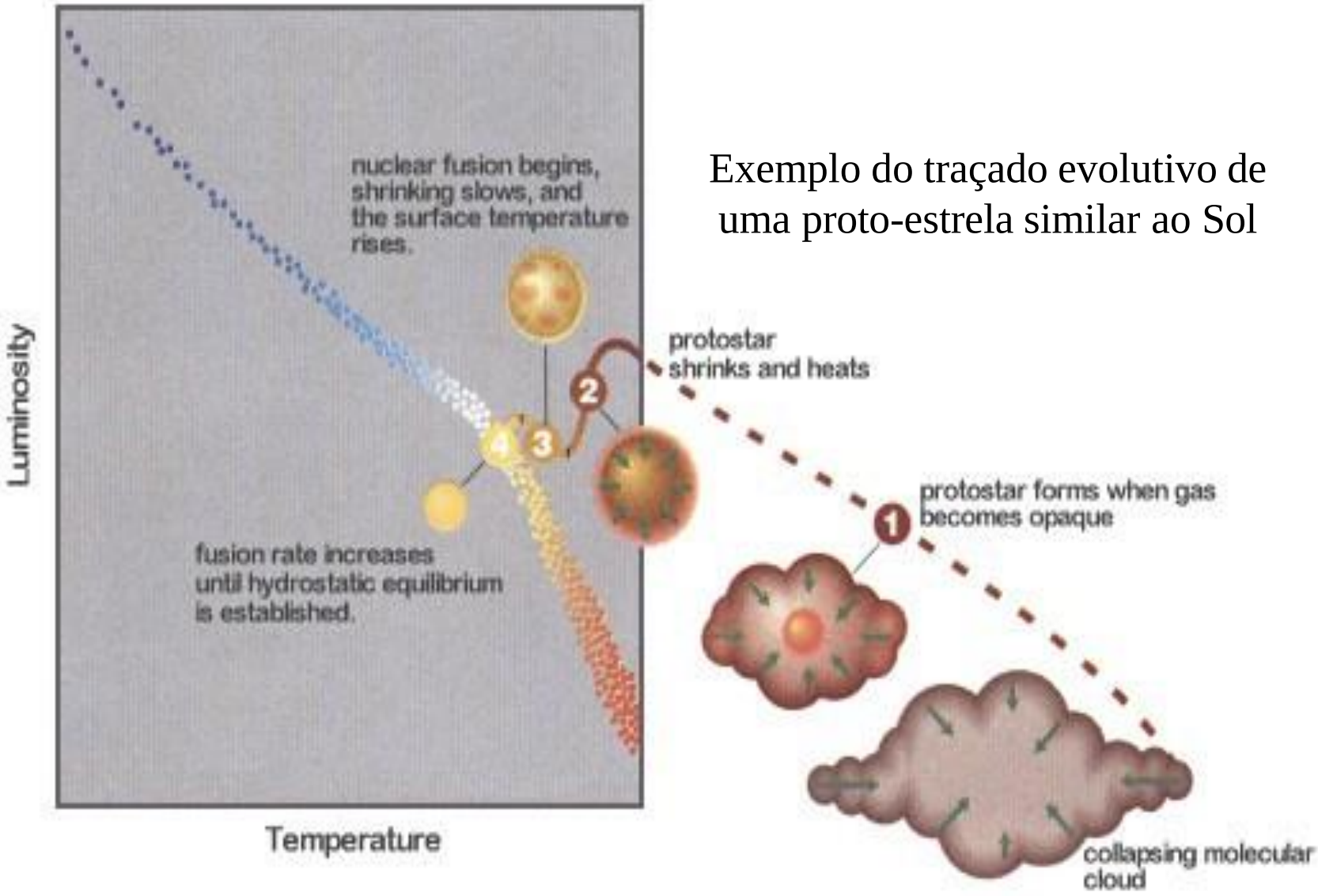
Reparem na figura que a luz no visível não escapa da nuvem molecular....Mas no IR podemos detectar a radiação.

Etapas de Formação desde a Proto-Estrela até Estrela



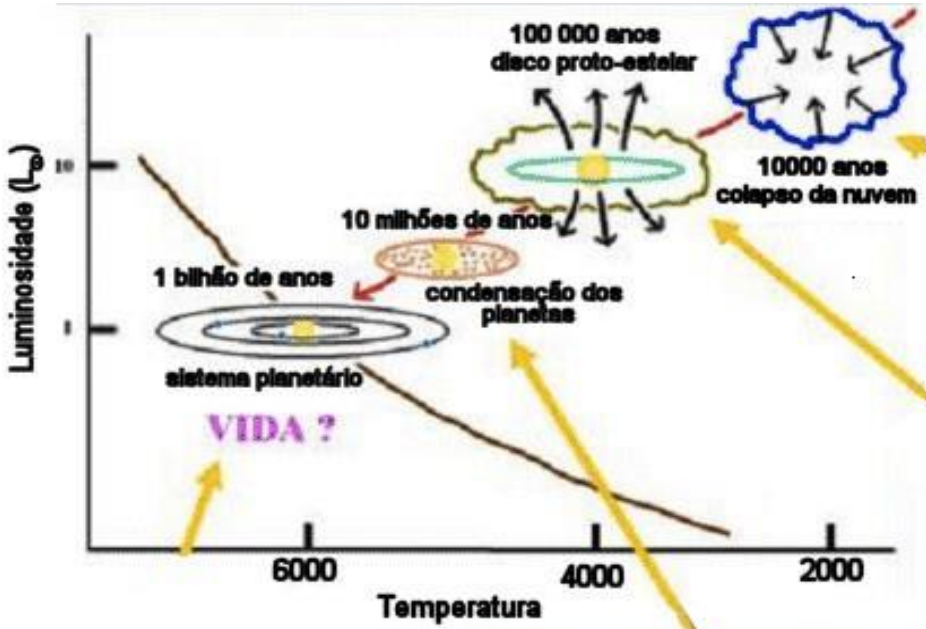
- Baseado em Greene, site do telescópio Spitzer

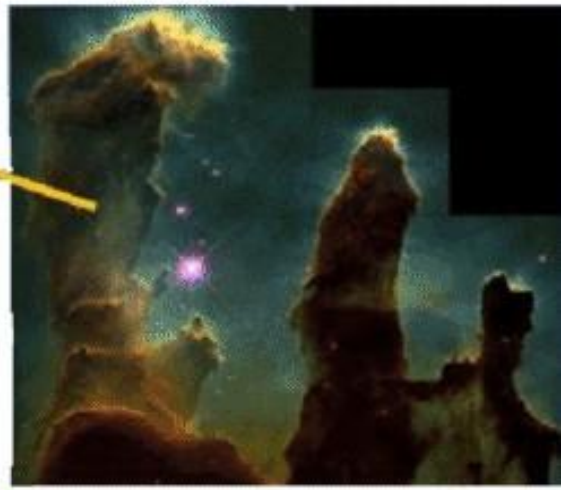
Após passar pelas fases de proto-estela esta consegue atingir o equilíbrio hidrostático (veremos adiante), se transforma em estrela, e se **posiciona na SP**



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

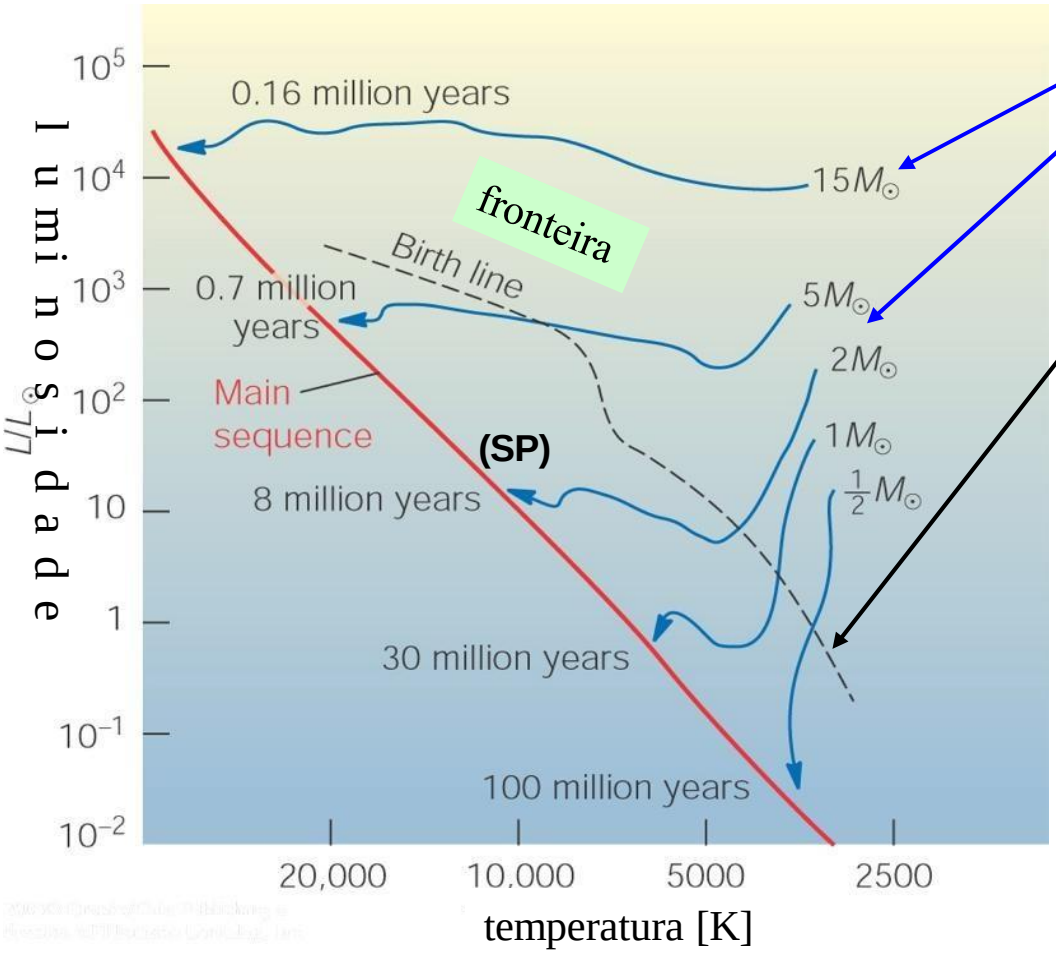




Trajetórias Evolutivas de Proto-estrelas com diferentes massas até o estágio de formação de estrelas

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.**

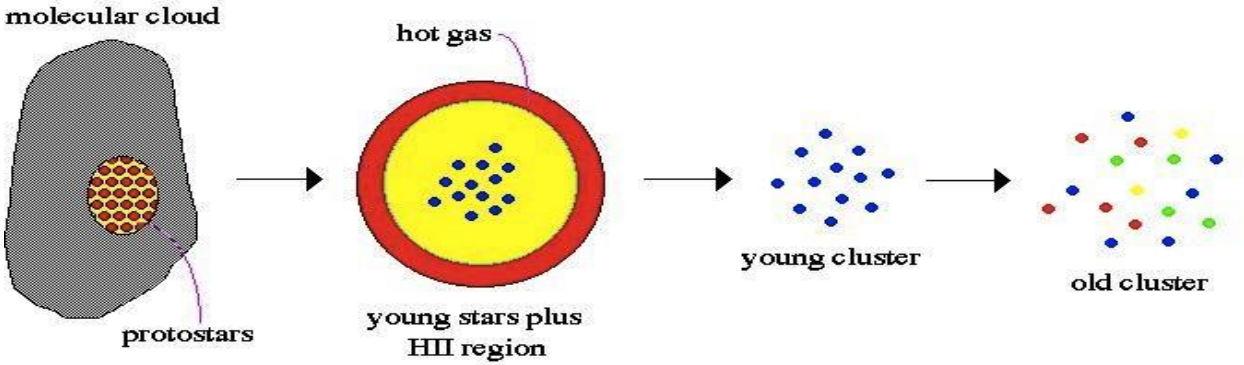
Enquanto este equilíbrio existir a estrela permanecerá nesta posição

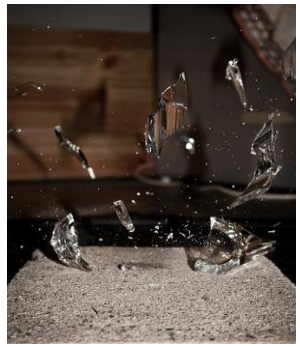
Quando uma nuvem molecular colapsa ocorre a **formação de grupos de estrelas e nascem estrelas com diferentes massas.** A distribuição de massa das estrelas não é aleatória e um **número bem maior de estrelas de baixa massa vai nascer.**

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⊙.





Kepler de Souza Oliveira FilhoÂ &Â Maria de FÃ¡tima Oliveira Saraiva

Para cada 300 estrela de 1 massa solar existe somente 1 com 10 massas solares [IMF~(M/MSol)-2,35, Edwin E. Salpeter (1925-2008) 1955, Astrophysical Journal, 121, 161]. http://astro.if.ufrgs.br/

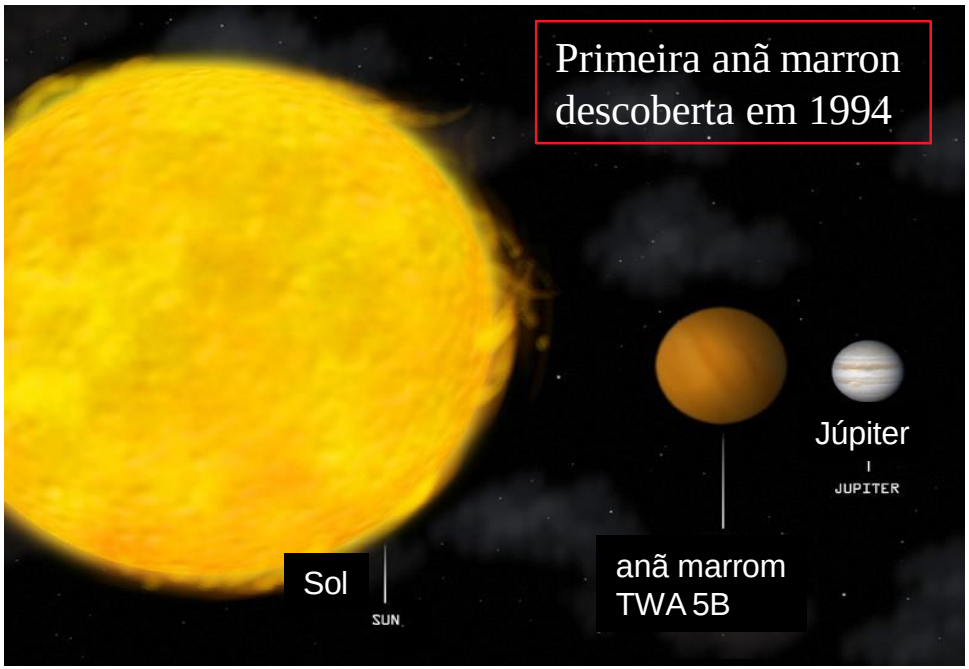
Amplitude de Massa das Estrelas

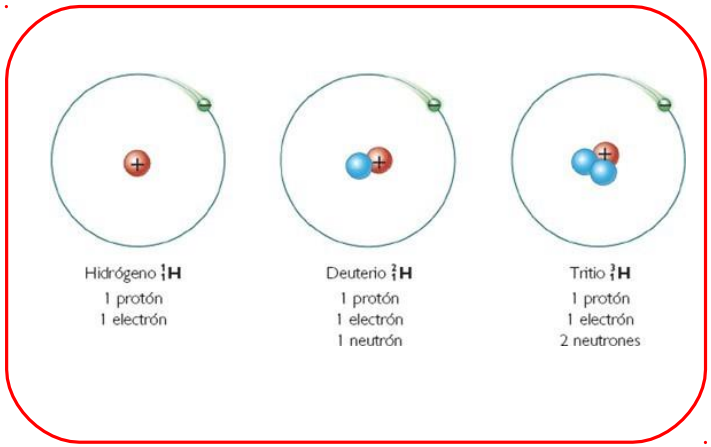
$0{,}08\ M_{\odot} < M_{\star} < 200\ M_{\odot}$

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 $M \leq 0{,}01\ M_{\odot}$ => planeta





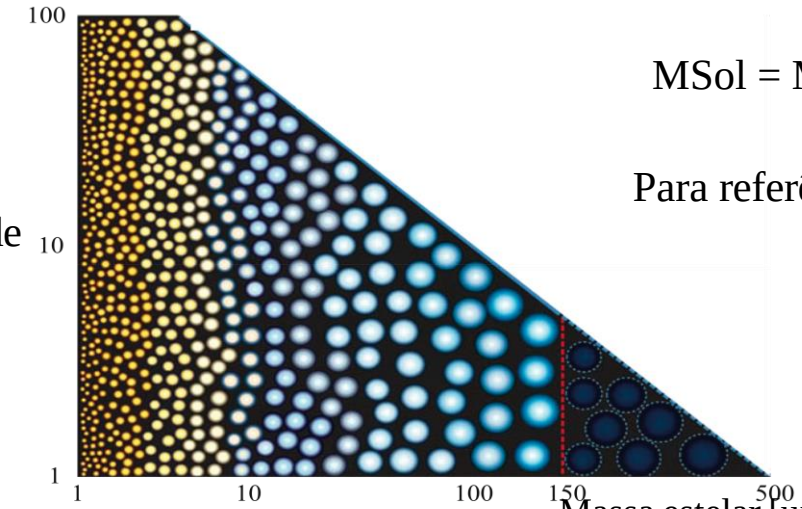
Isótopos do hidrogênio

Massa das Estrelas

...amplitude de massa de estrelas: 0,08 M⊙ < M☆ < 200 M⊙

Provavelmente não existem estrelas com massas maiores que ~200 MΘ. Alguns estudos recentes indicam a existência de algumas poucas estrelas com massa da ordem de 150 MΘ

A proto-estrela se fragmenta ou, ao colapsar, "explode" devido a instabilidade gravitacional → devido a pressão de radiação.



MSol = $M_{\odot}$ = 1,9891 × 10_{30} kg

Para referência: 1 $M_{\odot} \approx 1000\ M_{\text{Júpiter}}$

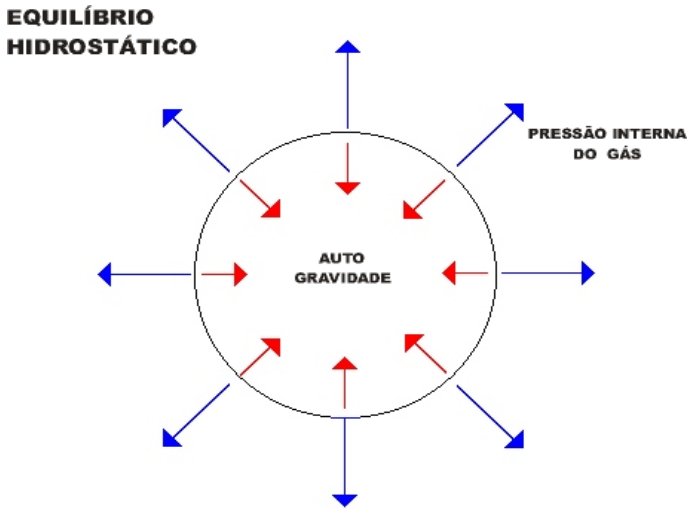
Limite p/ fusão de Hidrogênio: ~ 84 $M_{\text{Júpiter}}$ ~ 0,08 $M_{\odot}$

Limite p/ fusão de Deutério: ~ 13 $M_{\text{Júpiter}}$ ~ 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)

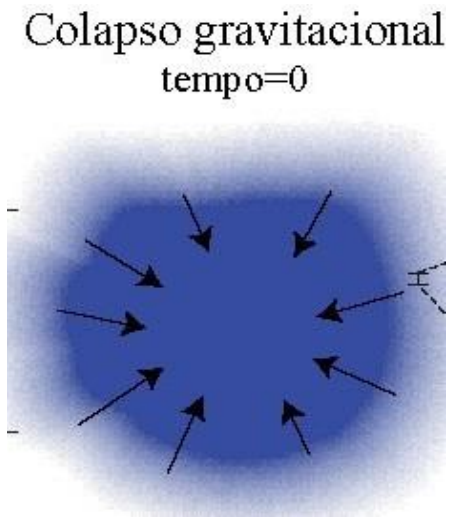
A dependencia de propriedades estelares em função da massa pode ser encontrada a partir do **"equilíbrio hidrostático"** que é o resultado do balanço, ou equilíbrio, entre a força de gravidade (Fg) e a força de pressão (Fp) em cada ponto da estrela (Fg=Fp).



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.

Se Fg > Fp

Ocorre o colapso



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 consequencia os atomos de hidrogênio deste caroço serão comprimidos e quando a pressão for suficientemente alta com os átomos de hidrogênio a **1 x 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.

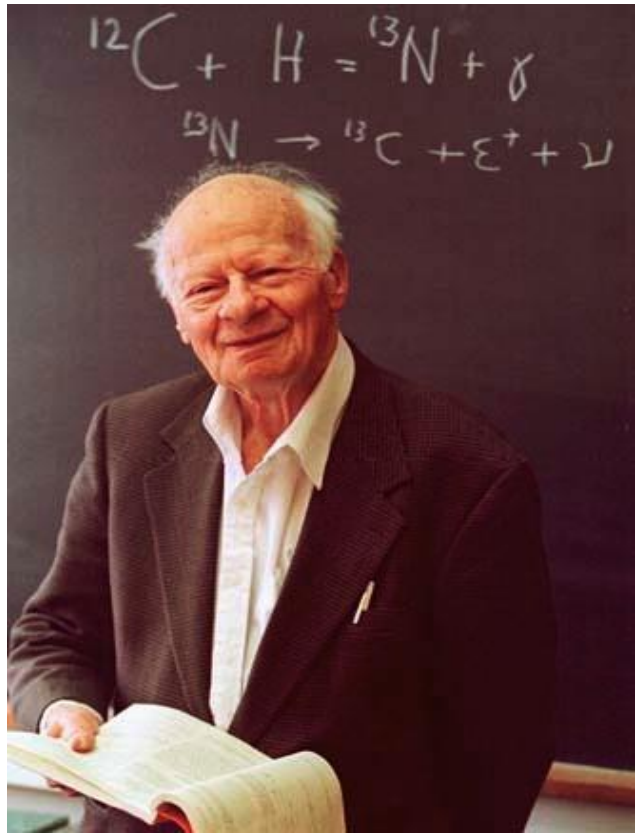
→ Qual é o fenômeno físico que gera a radiação?

Fusões ou Reações Termonucleares

...responsáveis pela produção de energia das estrelas

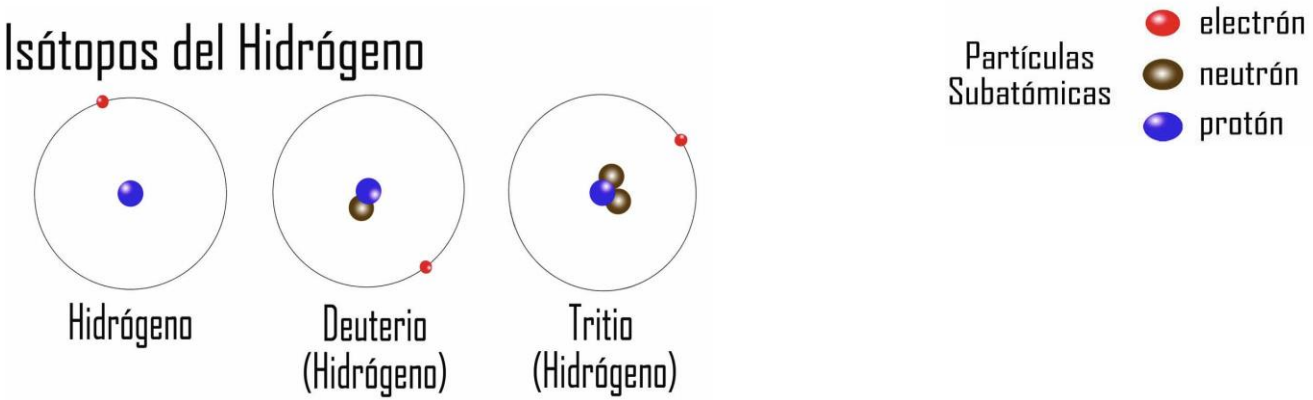
Em 1938, após conferência para físicos e astrônomos organizada pela Carnegie Institution, de Washington, um dos participantes, o alemão **Hans Albrecht Bethe** (1906-2005) desenvolve a teoria de como a **fusão nuclear poderia produzir a energia que faz as estrelas brilharem.**

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.**



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 hidrogénio é um plasma (gás ionizado), e não um gás....!

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

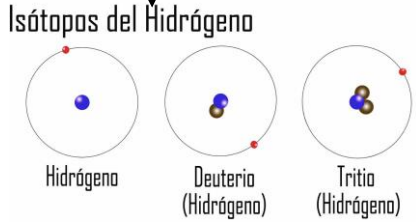
Para estrelas de **baixa massa** (0,08 M⊙ < Mb < 1,5 M⊙)

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

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

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

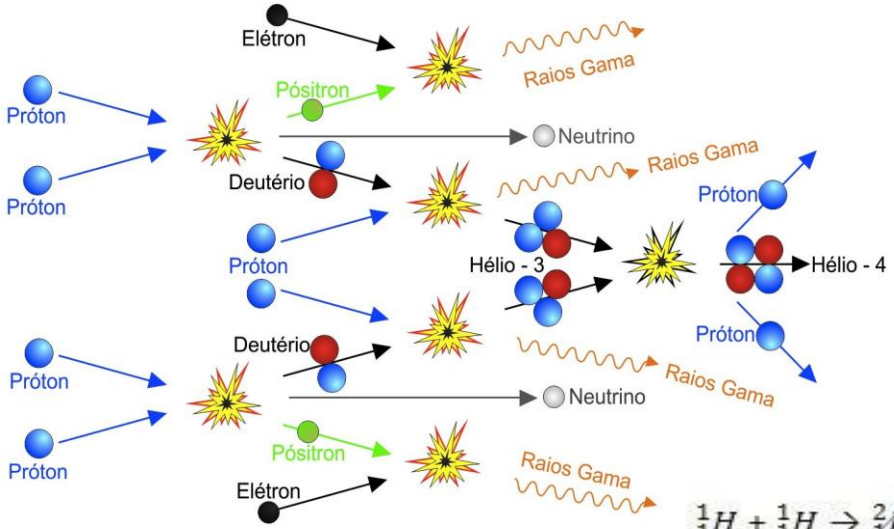
Então, a massa de 4 núcleos de H se funde e forma 1 núcleo de He.

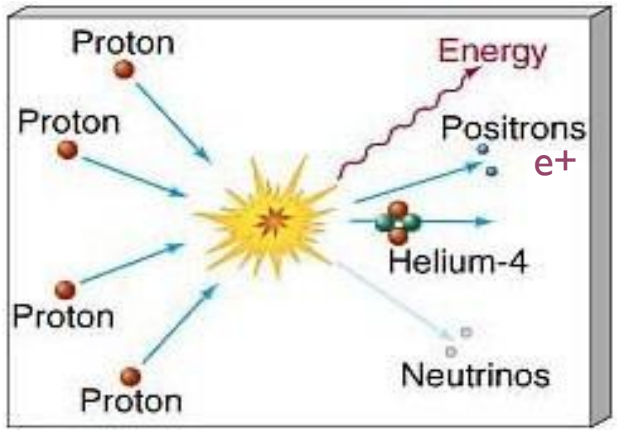


A massa resultante de He é menor do que a soma das massas dos 4 protons.

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 %.**

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...





$$ {}^{1}_{1}H + {}^{1}_{1}H \rightarrow {}^{2}_{1}H + {}^{0}_{+1}\beta $$

$$ {}^{2}_{1}H + {}^{1}_{1}H \rightarrow {}^{3}_{2}He $$

$$ {}^{3}_{2}H + {}^{1}_{1}H \rightarrow {}^{4}_{2}He + {}^{0}_{+1}\beta $$

$$ 4\,{}^{1}_{1}H \rightarrow {}^{4}_{2}He + 2\,{}^{0}_{+1}\beta $$

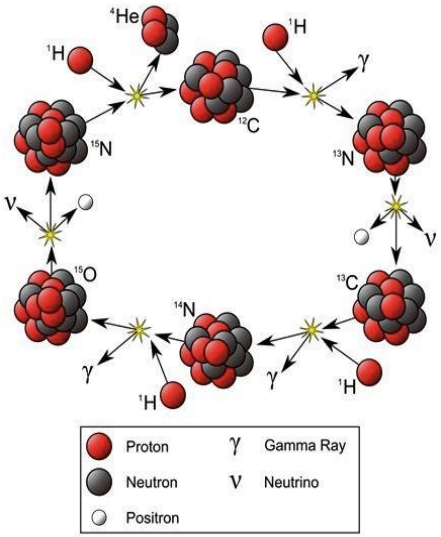
“Cadeia Próton-Próton” (ou cadeia PP)

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>8Msol) também ocorre via **H → He**, porém através de **outra cadeia de reações químicas** → o **<u>Ciclo CNO</u> (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

$$^{12}_{6}C + ^{1}_{1}H \rightarrow ^{13}_{7}N + \gamma \longrightarrow 10^6 \text{ años}$$

$$^{13}_{7}N \rightarrow ^{13}_{6}C + e^+ + \nu_e \longrightarrow 7 \text{ mins}$$

$$^{13}_{6}C + ^{1}_{1}H \rightarrow ^{14}_{7}N + \gamma \longrightarrow 2\text{x}10^5 \text{ años}$$

$$^{14}_{7}N + ^{1}_{1}H \rightarrow ^{15}_{8}O + \gamma \longrightarrow 3\text{x}10^7 \text{ años}$$

$$^{15}_{8}O \rightarrow ^{15}_{7}N + e^+ + \nu_e \longrightarrow 2 \text{ mins}$$

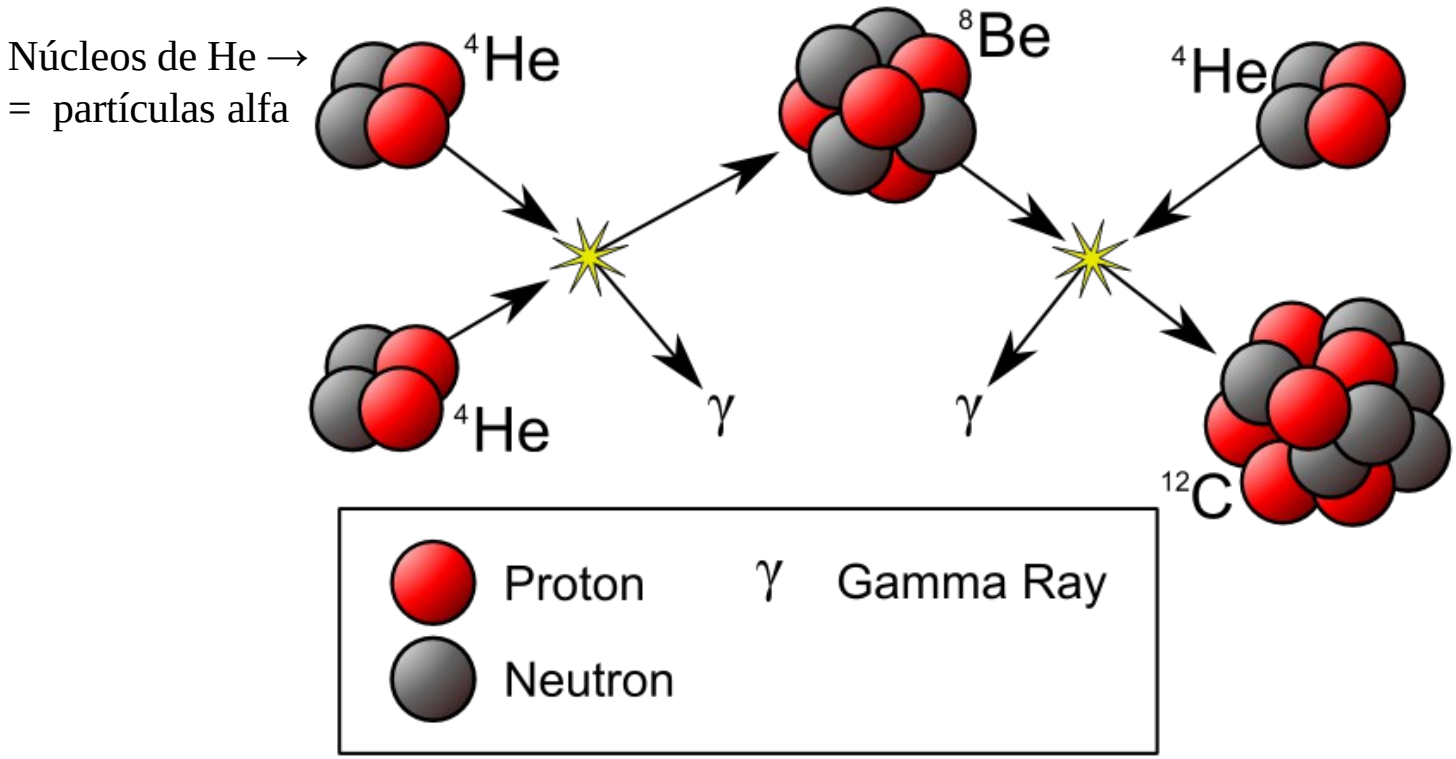
$$^{15}_{7}N + ^{1}_{1}H \rightarrow ^{12}_{6}C + ^{4}_{2}He. \longrightarrow 10^4 \text{ años}$$

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 (^{8}**Be** é 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)**

4 núcleos de H=6,69008 x 10^{-24} g

1 núcleo de He=6,64258 x 10^{-24} g

→ diferença=,0,0475x 10^{-24} g 0,0475/6,69008 = **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,

$$E = m.c^2$$

E = Energia total disponível

m = 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

c = velocidade da luz

E = (0,007) (0,1 x (Msol = 2x10^{30} kg)) (3 x 10^8 m/s)^2 → **E = 1,3 x 10^{44} joules**

10% da massa de H é transformada em He

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

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

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

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

$$= 1 \times 10^{10} = \textbf{10 bilhões de anos}$$

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?

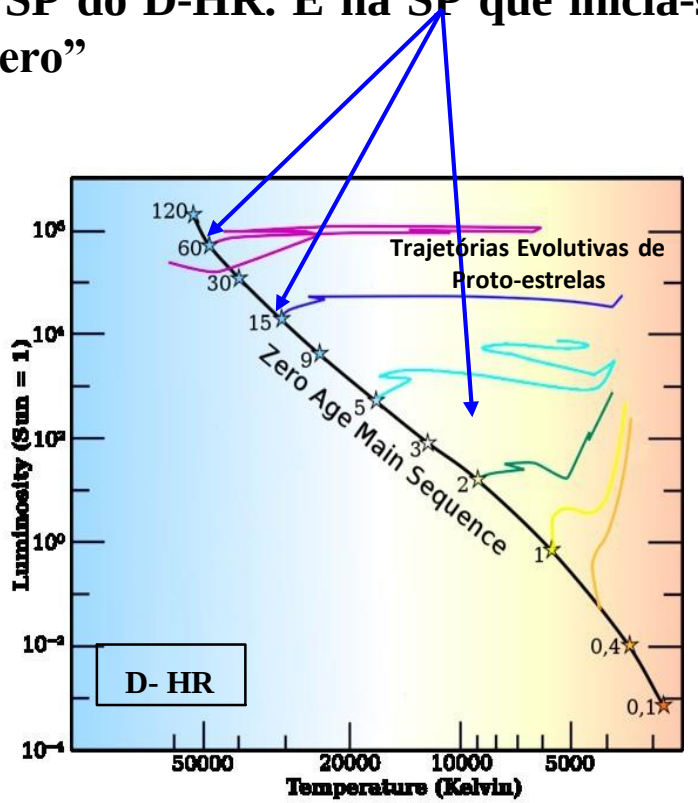
A fusão dos núcleos de H em He produz radiação via $E=mc^2$ e ao ser transportada do centro para o envelope da estrela vai transferir "momentum" dos fótons para os elétrons, aumentando a **Ec** e a **pressão do gás (Fp) no envelope**.

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

Quando **Fg = Fp (ou -Fp) 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.**

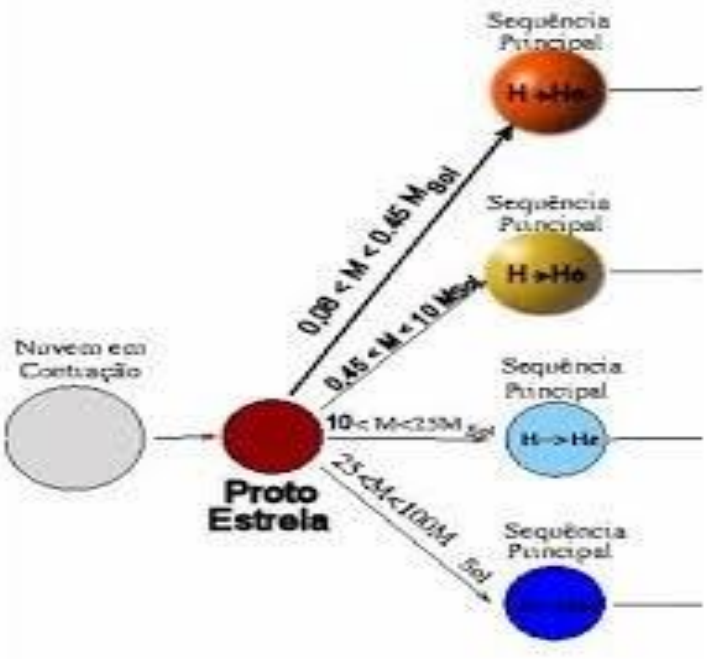


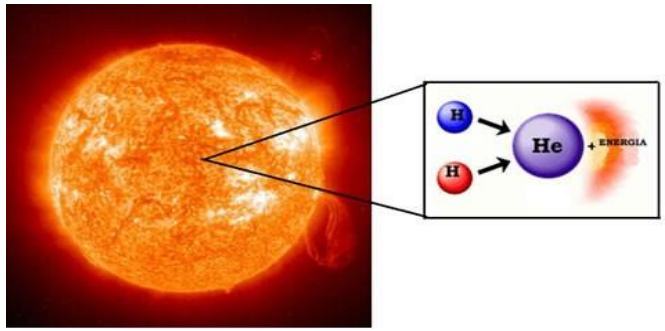
Enquanto a estrela estiver na SP ela estará realizando reações termonucleares (H-> He)

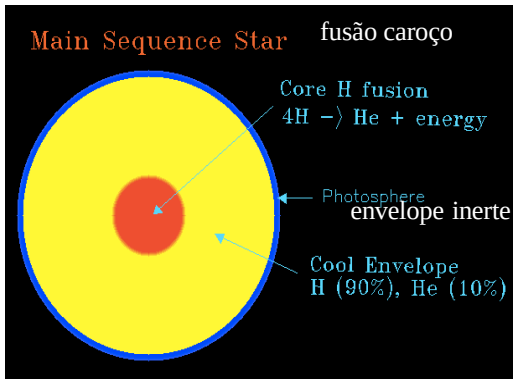
3 propriedades caracterizam estrelas na SP:

1^0 -Equilíbrio Hidrostático
2^0- Homogeneidade química
3^0- Fusão de H → He

Todas as estrelas situadas na SP, independentemente da massa, estarão realizando a transformação química de H → 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 s**e a massa é pequena ou grande**, estão **transformando H em He e gerando energia**.

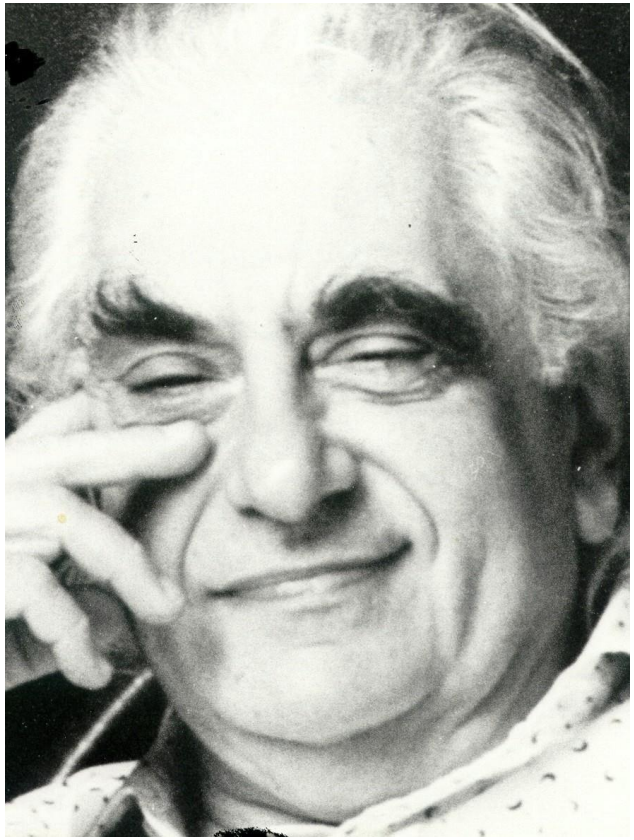
A diferença entre a evolução destas estrelas com baixa e alta massa está apenas no **tempo** que cada uma fica na Sequência Principal. As mais massivas evoluem mais rápido (da ordem de milhões de anos) e as menos massiva (trilhões de anos) evoluem mais devagar.

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, consequentemente, 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 consequência 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.**

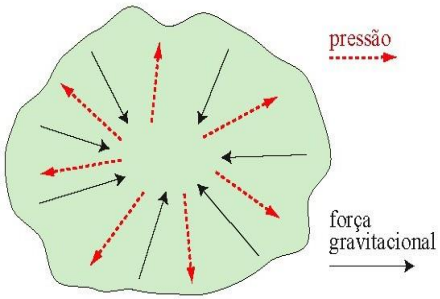
Equilíbrio e Desequilíbrio

...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 (Fp = Fg), mantendo a estrela na SP.
Estágio 3: o combustível esgota na região central da estrela e ela sai da SP

Estágio 1 - **desequilíbrio**

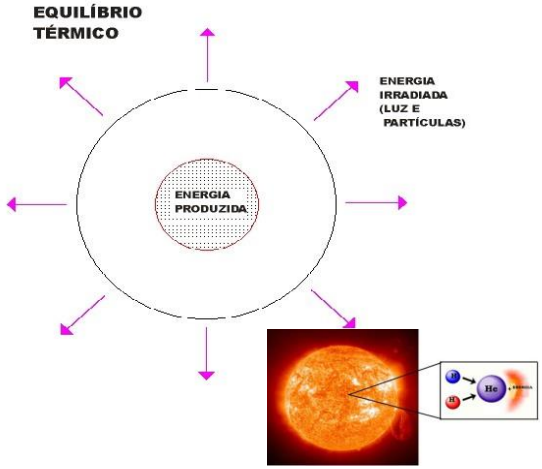
Fg > Fp



Colapso da nuvem molecular

Estágio 2 - **equilíbrio**

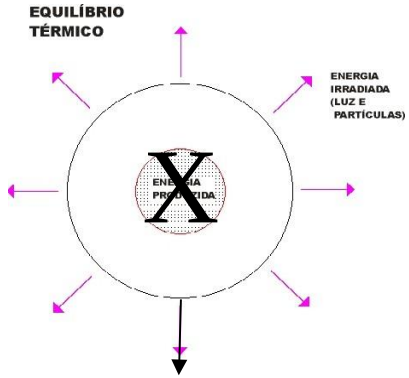
Fg = Fp



Equilíbrio Hidrostático

Estágio 3 - **desequilíbrio**

Fg > Fp



Cessa fusão no núcleo

Colapso do núcleo

Núcleo contrai e T aumenta

Envelope expande se gas é perfeito