



Universidade Federal do ABC

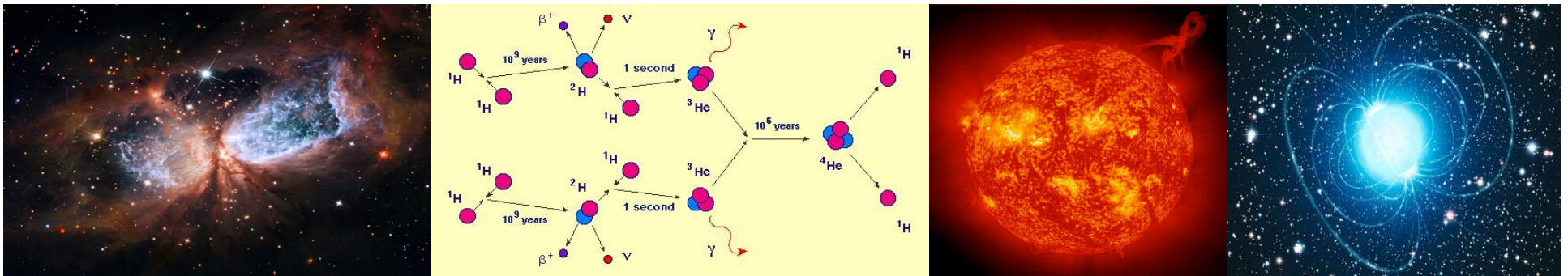
# Introdução à Física Estelar

## 10. Matéria Interestelar e Nascimento Estelar

Prof. Pieter Westera

[pieter.westera@ufabc.edu.br](mailto:pieter.westera@ufabc.edu.br)

<http://professor.ufabc.edu.br/~pieter.westera/Estelar.html>



# O Meio Interestelar

Pelo nome, é toda a matéria nas galáxias, tirando as estrelas (inter-estelar: entre as estrelas).

Na prática, o termo é usado para

- **Poeira** interestelar (1 % do meio interestelar), e
- **Gás** interestelar (99 %).

O meio interestelar da Via Láctea compõe de **10 a 15 %** da **matéria visível** (ou bariônica) da nossa **Galáxia**.

# O Meio Interestelar

## A Poeira Interestelar

Compõe ~1 % do meio interestelar.

São **grãos** de 0.1 - 1  $\mu\text{m}$  de diâmetro (“fumaça”) de **carbono** (grafite), Silicatos, SiC, óxidos, PAH (hidrocarbonatos aromáticos policíclicos) cobertas de gelo.

Tem uma densidade de  $\sim 100$  partículas/ $\text{km}^3$  /  $10^{-23}$   $\text{kg}/\text{m}^3$ .

Contribui 0.1 % da massa da Via Láctea

É **criada** em **estrelas** de baixa massa e temperatura; talvez diretamente de **átomos** e **moléculas** em **nuvens interestelares**.



# O Meio Interestelar

## Extinção Interestelar

A poeira **absorve**, **reemite** e **espalha luz** que incide nela.

=> Objetos luminosos (estrelas, galáxias) parecem **menos brilhantes** vistos através de nuvens de poeira.

=> **Extinção interestelar**

# O Meio Interestelar

## Extinção Interestelar

Na primeira aula sobre atmosferas estelares resumimos todos estes processos na palavra **absorção**, e conseguimos quantificar esta em função da **distância percorrida** dentro do material,  $s$ , e de **densidade** (de massa)  $\rho$  e **opacidade**  $\kappa$ , respectivamente, da **seção transversal**  $\sigma$  e **densidade** (de partículas)  $n$  das partículas, ou simplesmente da **profundidade ótica**  $\tau$ :

$$I = I_0 e^{-\kappa \rho s} = I_0 e^{-\sigma n s} = I_0 e^{-\tau},$$

onde  $I_0$  é a intensidade que a luz teria sem a extinção.

Às vezes se junta  $n$  e  $s$  numa grandeza chamada **densidade de coluna**  $N = n \cdot s \Rightarrow \tau = \sigma N$

# O Meio Interestelar

## Extinção Interestelar

Em consequência, a luz chega no **observador** com **fluxo diminuído** por um fator  $e^{-\tau}$  e a fórmula que relaciona as magnitudes absoluta e aparente (1ª aula) obtém um termo adicional, a extinção  $A$ :

$$m = M + 5 \cdot \log_{10} d[\text{pc}] - 5 + A$$

$$\text{onde } A = -2.5 \cdot \log_{10} e^{-\tau} = -2.5 \tau \log_{10} e = 1.086 \cdot \tau$$

A quantifica, então, a luz absorvida pela poeira em unidades de magnitudes. Quanto maior a quantidade de poeira atravessada, maior a extinção, podendo levar à **sobre-estimação** da **distância** até o **objeto atrás**, ou torná-lo **invisível**.

# O Meio Interestelar

## Extinção Interestelar

A extinção depende do **comprimento de onda**:

$$m_\lambda = M_\lambda + 5 \cdot \log_{10} d[\text{pc}] - 5 + A_\lambda$$

A extinção numa banda  $X$ ,  $A_X = m_X - M_X - 5 \cdot \log_{10} d[\text{pc}] - 5$ , também pode ser escrita como

$$A_X = -2.5 \log_{10} F_X / F_{X,0},$$

onde  $F_X$  é o fluxo medido em  $X$ , e

$F_{X,0} := L_X / 4\pi d^2$ , o fluxo que se mediria sem extinção.

Além do verdadeiro módulo de distância

$$(m - M)_0 := 5 \cdot \log_{10} d[\text{pc}] - 5 = m_X - M_X - A_X$$

às vezes é usado o módulo de distância em  $X$ :

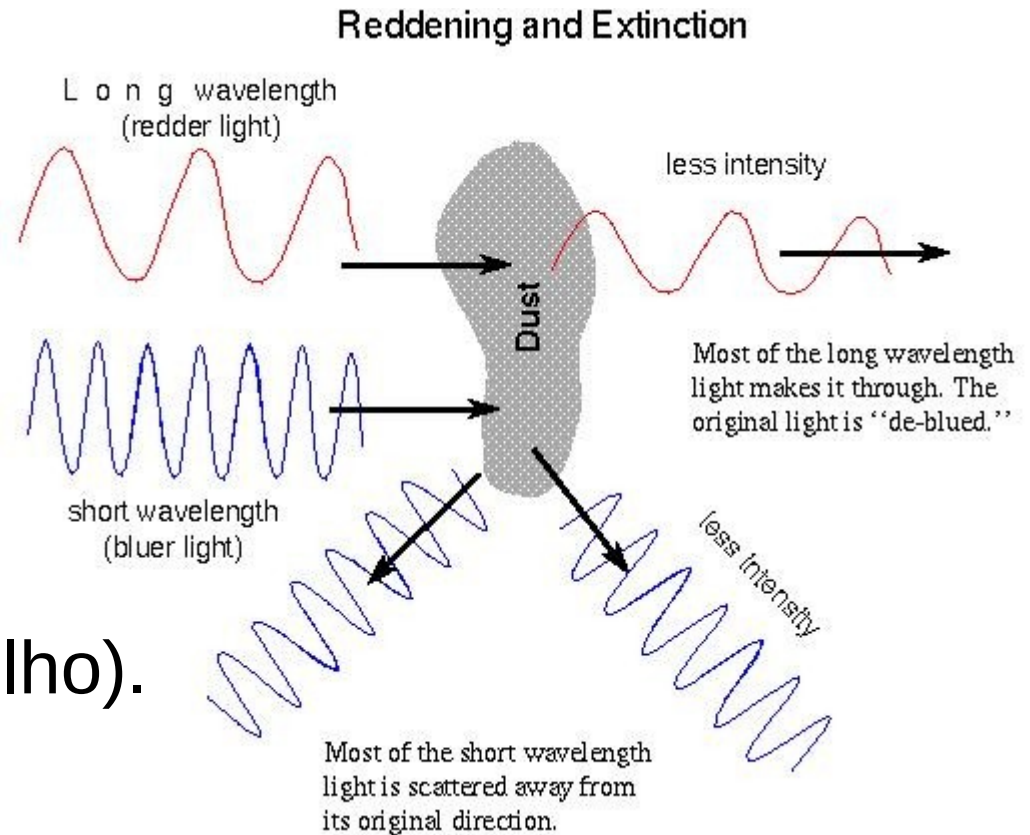
$$(m - M)_X := m_X - M_X = (m - M)_0 + A_X,$$

que converte diretamente magnitudes aparentes em  $X$  em magnitudes absolutas em  $X$ .

# O Meio Interestelar

## Extinção Interestelar

Esta dependência do **comprimento de onda** é no sentido, de que luz de comprimento de onda **curto** (azul) é espalhado **mais intensamente**, que luz de c. d. o. comprido (vermelho).



# O Meio Interestelar

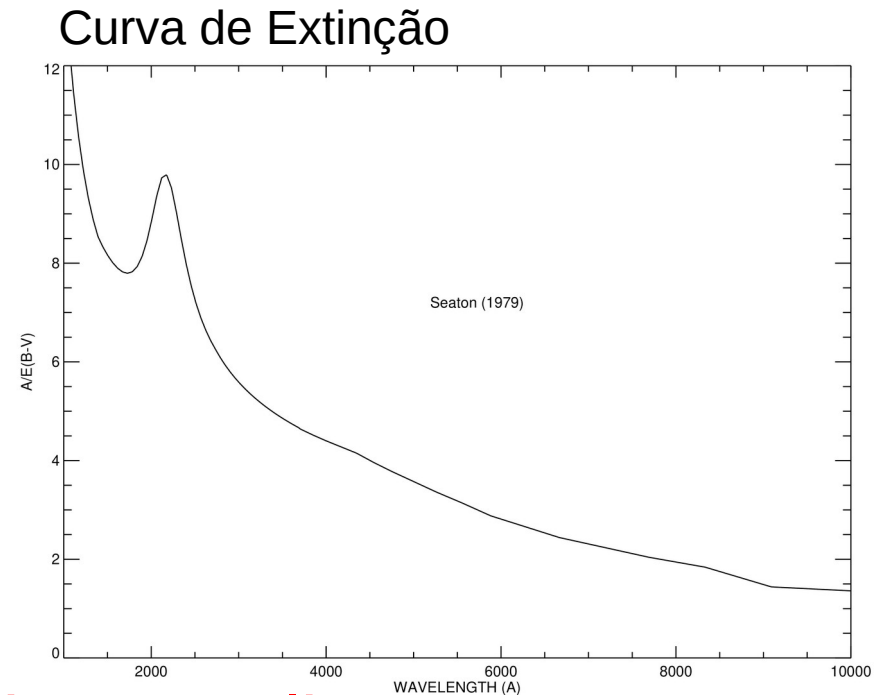
## Extinção Interestelar

Na faixa espectral da maioria das observações astronômicas,  $A_\lambda \propto 1/\lambda$  (teoria de Mie, 1908), e há um pico em  $\sim 2175 \text{ \AA}$ , provavelmente devido a grafite ou PAHs.

=> Objetos vistos através de nuvens de poeira aparecem **mais vermelhos**.

=> **Avermelhamento interestelar**.

Poeira é **mais transparente** no **infravermelho** que no ótico.



# O Meio Interestelar

## Extinção Interestelar

O avermelhamento interestelar afeta uma **cor**, i. e.  $B - V$ , de um objeto observado aumentando-a (normalmente) por um valor  $E_{B-V}$  ou  $E(B - V)$ , o **avermelhamento** em  $B - V$ :

$$\begin{aligned} E_{B-V} = E(B - V) &:= (B - V) - (B - V)_0 = (m_B - m_V) - (M_B - M_V) \\ &= [(M_B + 5 \cdot \log_{10} d[\text{pc}] - 5 + A_B) - (M_V + 5 \cdot \log_{10} d[\text{pc}] - 5 + A_V)] - (M_B - M_V) \\ &= A_B - A_V, \end{aligned}$$

onde  $(B - V)_0 := M_B - M_V$  é a **cor intrínseca**, e  $B - V := m_B - m_V$ , a **cor observada** do objeto.

# O Meio Interestelar

## Extinção Interestelar

Ilustração de  $(m-M)_0$ ,  $A_V$ ,  $(m-M)_V$  e  $E_{B-V}$  em um diagrama cor-magnitude

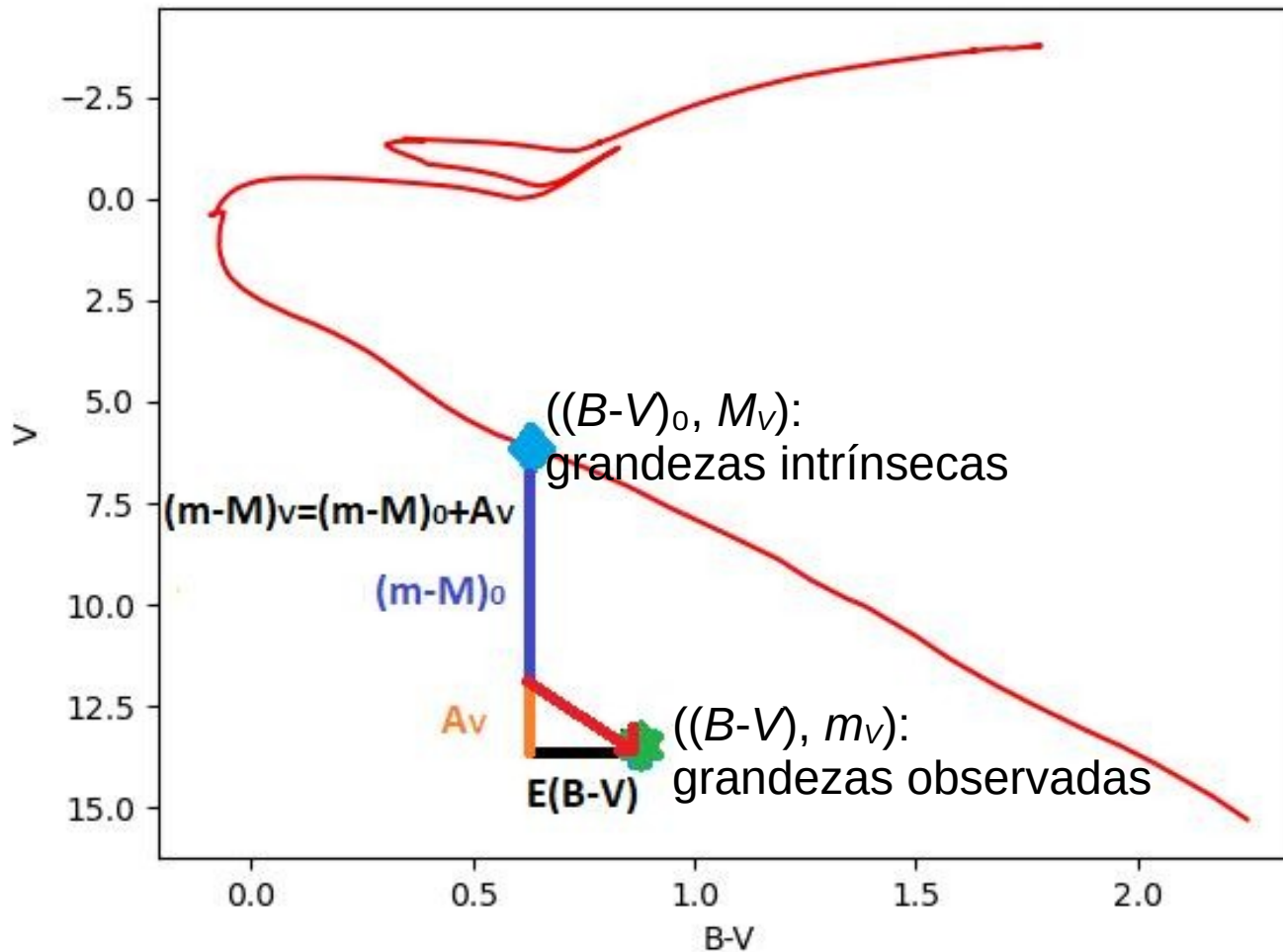


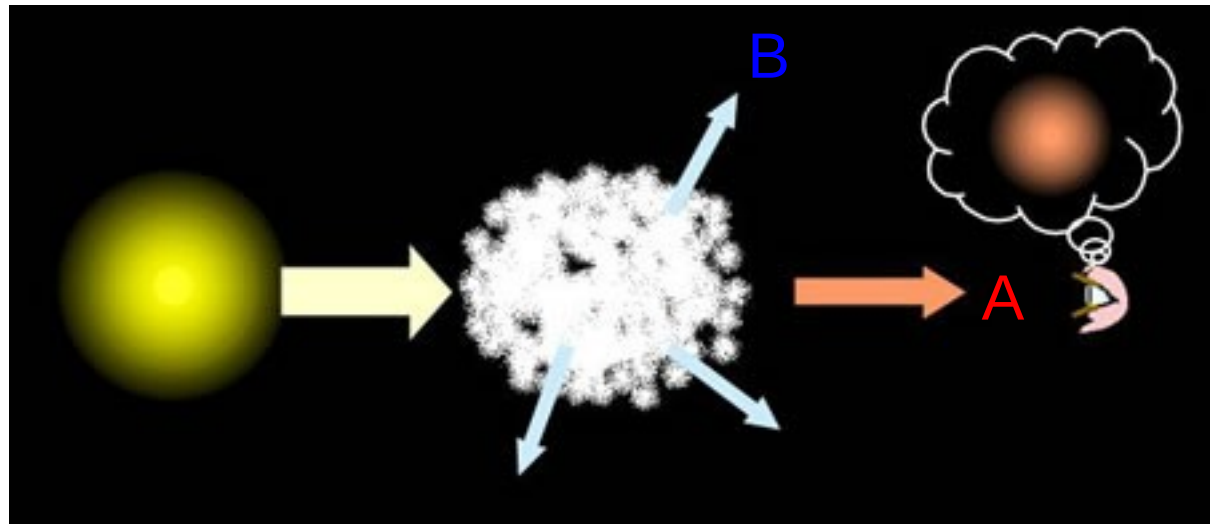
Figura feita pelo  
aluno da UFABC  
**Guilherme Silva**  
durante uma TCC

# O Meio Interestelar

## Extinção Interestelar

O efeito cumulativo dos grãos numa nuvem de poeira faz que:

- **A** vê as estrelas atrás da nuvem mais fracas e avermelhadas. Ele vê uma **nebulosa escura**.
- **B** vê a nuvem “brilhando” em azul. Ele vê uma **nebulosa de reflexão**.



# O Meio Interestelar

## Nebulosa Escura



Barnard 68

## Nebulosas de Reflexão

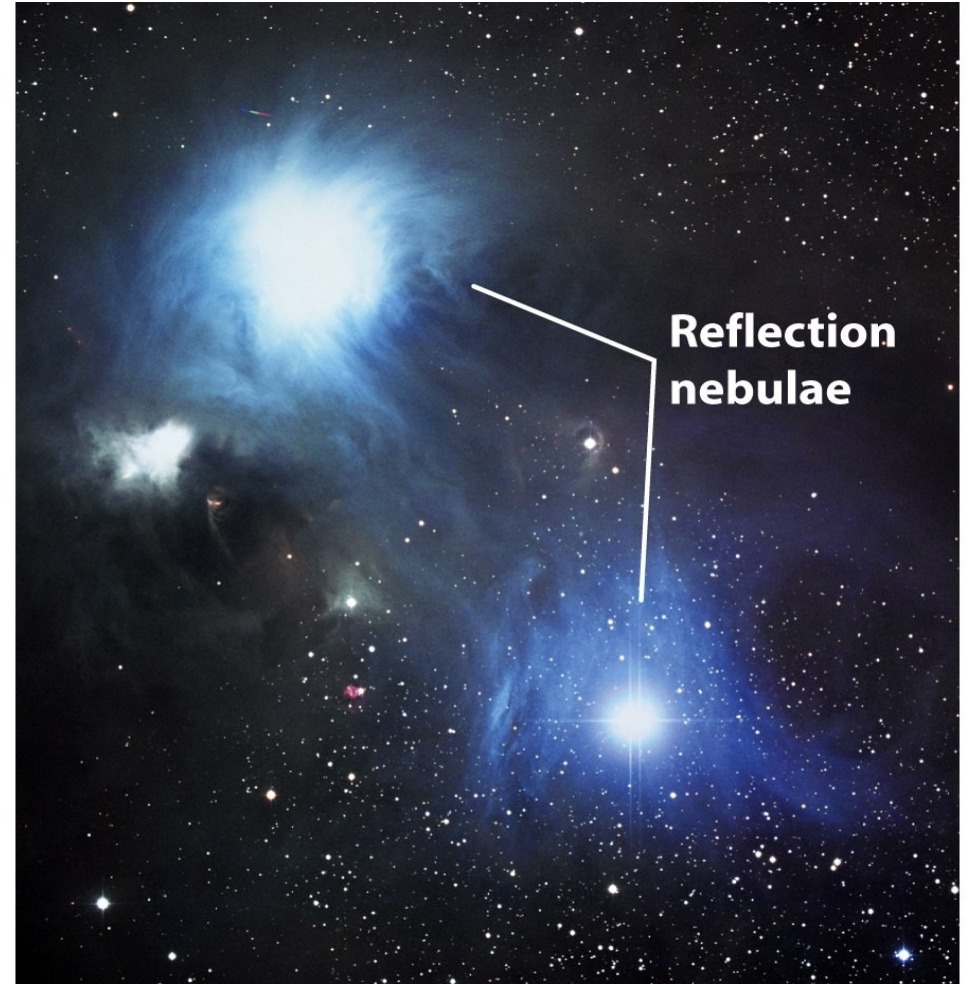
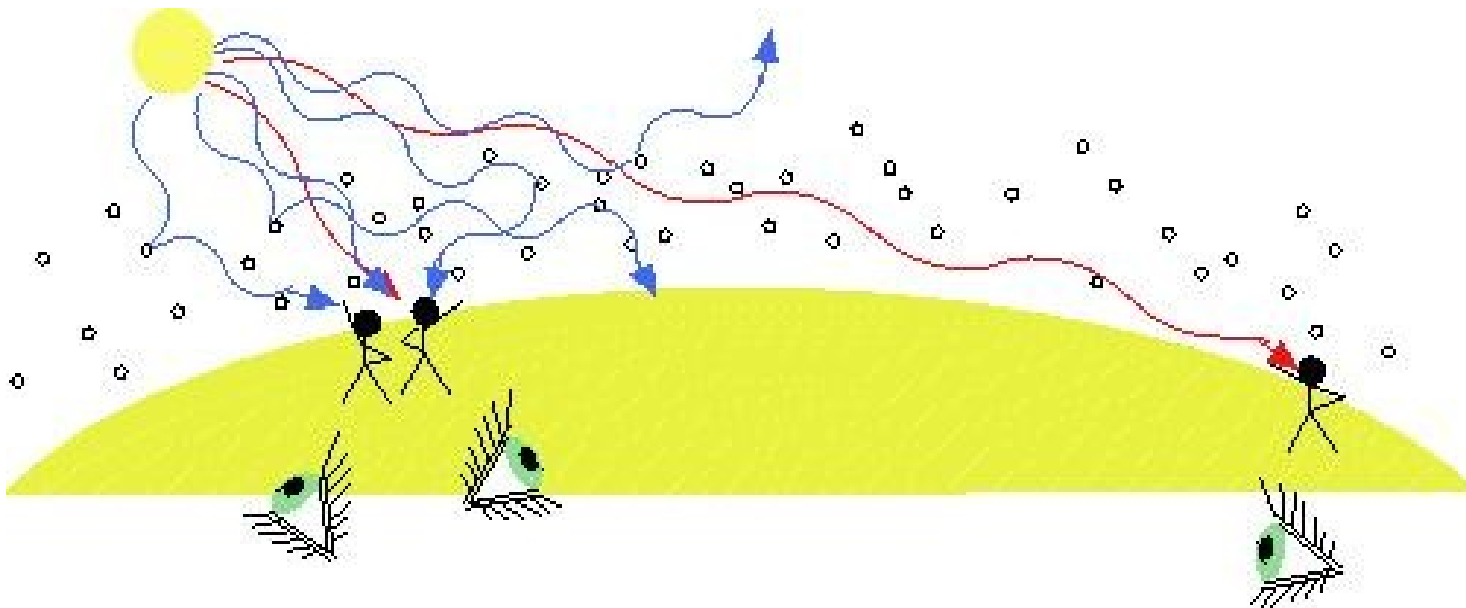


Figure 18-5  
*Universe, Eighth Edition*  
© 2008 W. H. Freeman and Company

# O Meio Interestelar

## Extinção Interestelar

O **Sol vermelho-alaranjado** perto do **horizonte** e o **céu azul** na Terra podem ser explicados de maneira similar.



Blue light scatters more than red light. When the Sun is high in the sky you will see all of the colors if you look right at the Sun. But looking in other directions, you will see just the blue colors because some of the blue sunlight will be scattered back to you. When the Sun is near the horizon, the blue sunlight is scattered away leaving only the red and orange sunlight--the Sun appears red.

# O Meio Interestelar

## O Gás Interestelar

Compõe ~99 % do meio interestelar, ou 10 % da massa visível da Via Láctea.

Consiste de 70 % (em massa) H, 28 % He, o resto sendo C, N, O, Ne, Na, Mg, Al, Si, S, ... Muitos destes átomos são ionizados.

A densidade é de 1 átomo/cm<sup>3</sup> ou 10<sup>-21</sup> kg/m<sup>3</sup>.  
(para comparação: ar tem 3·10<sup>19</sup> átomos/cm<sup>3</sup>)

O gás pode ser estudado pelas linhas de absorção e emissão.

# O Meio Interestelar

## O Hidrogênio Interestelar

Com 70 % da massa do **Meio Interestelar**, **Hidrogênio** é a **componente dominante** deste,

e é encontrado nas formas **neutro** (H I), **ionizado** (H II ou  $H^+$ ) e **molecular** ( $H_2$ ), a maior parte como H I.

Como detectar H I?

No meio interestelar, os átomos de H I normalmente se encontram no **estado fundamental**, e é preciso de fótons energéticos (ultravioletos) para excitá-los.

=> Normalmente, as **linhas espectrais** (Balmer, Lyman, Paschen, etc.) **não** aparecem

# O Meio Interestelar

## O Hidrogênio Interestelar

Solução: A **linha** de **21 cm** (devida à estrutura hiperfina do átomo de H => Aulas Conceitos Básicos).

Lembrete: Só em ambientes muito **tênués** os átomos têm tempo para ficarem no estado hiperfinamente excitado até se desexcitarem naturalmente, sem ter se chocado com outros átomos antes.

=> Só no **espaço**, em **nuvens difusas** de H I:

$T = 30 - 80 \text{ K}$ ,  $\rho = 1 - 8 \cdot 10^8 \text{ part/m}^3$ ,  $M = 1 - 100 M_{\odot}$ .

# O Meio Interestelar

## O Hidrogênio Interestelar

E **hidrogênio molecular**,  $H_2$ ?

Também (quase) **não** tem **linhas espectrais observáveis** (nem a de 21 cm).

$H_2$  só é **estável** perto de **nuvens de poeira**, que **protegem** as moléculas da **disociação** por **fótons ultravioletas**.

Além disso, os grãos de poeira **aumentam** a **taxa** de **formação** do  $H_2$ : átomos de H se **acumulam** na **superfície** dos grãos, se **encontram**, **formam** a **molécula** (o que libera energia => o grão de poeira se esquenta), e **deixam** o **grão**, processo bem mais provável que encontros de átomos de H por acaso no vácuo.

# O Meio Interestelar

## O Hidrogênio Interestelar

E hidrogênio molecular,  $H_2$ ?

=> Encontramos  $H_2$  em núvens de poeira, ou nuvens moleculares.

=> Procurar por linhas de moléculas desta poeira: principalmente CO, mas também CH, OH, CS,  $C_3H_2$ ,  $HCO^+$ ,  $N_2H^+$  e outras

Em torno das nuvens moleculares há uma camada de HI.

# O Meio Interestelar

## Nuvens Moleculares

### Nuvens Moleculares Difusas

São **similares** a **nuvens difusas** de H I, mas contêm **poeira** e **H<sub>2</sub>**, e têm massas um pouco maiores.

Têm densidades entre  $5 \cdot 10^8$  e  $5 \cdot 10^9$  part./m<sup>3</sup>,  
Temperaturas de 15 a 50 K,  
massas de 3 a 100  $M_{\odot}$ ,  
e dimensões de diversos pc



M78, na Grande Nebulosa de Orion  
(e nebulosa de reflexão)

# O Meio Interestelar

## Nuvens Moleculares

### Glóbulos de Bok

São **complexos moleculares pequenos** ( $< 1$  pc) e quase **esféricas**.

Alta extinção visual,  $A_V \sim 10$ , baixas temperaturas, 10 K, altas dens.,  $> 10^{10}$  part/m<sup>3</sup>, baixas massas, 1 a 1000  $M_{\odot}$ .

Observações no infravermelho mostraram **estrelas jovens** de **baixa luminosidade** nos **centros** de muitos glóbulos de Bok. Parecem caroços despojados de nuvens grandes.



Barnard 68 (e nebulosa escura)

# O Meio Interestelar

## Nuvens Moleculares

## Nuvens Moleculares Gigantes

Têm **temperaturas baixas** de  $\sim 15$  K, densidades de  $1 - 3 \cdot 10^8$  part/m<sup>3</sup>, massas de  $\sim 10^5 M_{\odot}$ , às vezes até  $10^6 M_{\odot}$  e dimensões típicas de 50 pc.

Contêm desde simples moléculas diatômicas como CO, CN e OH, até complexas estruturas como CH<sub>3</sub>CH<sub>2</sub>CN.



# O Meio Interestelar

## Nuvens Moleculares

## Nuvens Moleculares Gigantes

Contêm **complexos escuros** de  $\sim 10\,000 M_{\odot}$ , e **caroços quentes**, onde no infravermelho se observa **estrelas recém-nascidas**.

Nuvens moleculares gigantes são consideradas os **berçários** das **estrelas**.

Elas contêm suficiente gás para formar milhões de estrelas como o Sol;

Tem uns 1000 destes complexos em nossa Galáxia.



Figure 18-17  
Universe, Eighth Edition  
© 2008 W. H. Freeman and Company

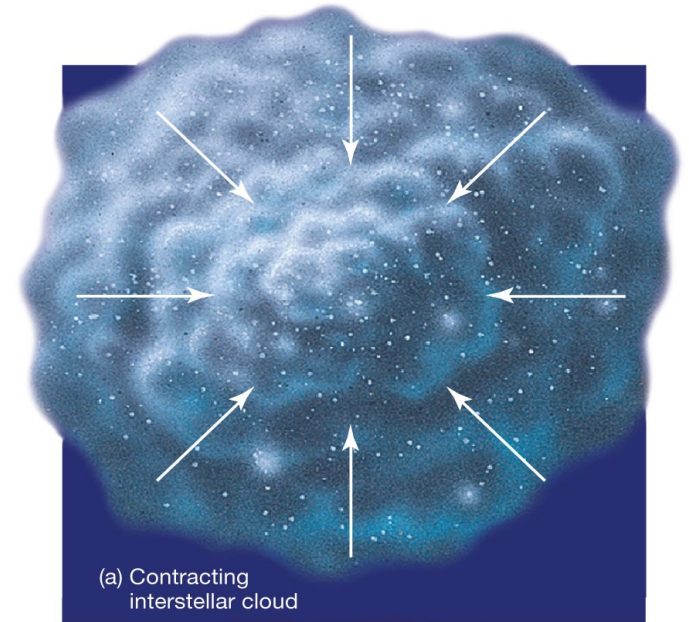
Nebulosa da Águia

# Formação Estelar

**Estrelas** se formam pelo **colapso gravitacional** de **nuvens** de **gás**.

A vida de uma estrela, inclusive o colapso inicial, é uma constante **batalha** entre a **atração gravitacional**, querendo **contrair** a nuvem/estrela, e (vários tipos de) **pressão**, tentando **inflá-la**.

Durante o **colapso**, esta pressão é a **pressão térmica**, devida ao **movimento** das **partículas** compondo a nuvem.



© 2011 Pearson Education, Inc.

# Formação Estelar

Quais as **condições** pro colapso de uma nuvem de **densidade**  $\rho_0$  e **massa**  $M_c$  resp. **raio**  $R_c$  acontecer?

**Teorema do Virial** ( $\Rightarrow$  Aula 2): Não levando em conta rotação, turbulência e campos magnéticos, a nuvem está em **equilíbrio**, se  $2K + U = 0$ , onde

$U \sim -\frac{3}{5} \cdot GM_c^2/R_c$  é a **energia potencial total** ( $\Rightarrow$  aula Interior das Estrelas I), e

$K = \frac{3}{2} \cdot Nk_B T$  é a **energia cinética interna** de uma nuvem esférica de  $N$  **partículas** e **temperatura**  $T$ .

Se  $2K + U > 0$ , a **pressão domina** a gravidade, e a nuvem se **expande** (nuvem subcrítica).

**Condição** pro **colapso** acontecer: **Critério de Jeans**:  $2K + U < 0$

$\Rightarrow$  (I)  $3Nk_B T - \frac{3}{5} \cdot GM_c^2/R_c < 0$

# Formação Estelar

A massa da nuvem é  $M_C \stackrel{(II)}{=} 4\pi R_C^3 \rho_0 / 3 \stackrel{(III)}{=} N \mu m_H$ ,

onde  $m_H$  é a massa de um átomo de hidrogênio, e  $\mu$ , o peso molecular médio ( $\mu = 1$  no caso de uma nuvem de H I e  $\mu = 2$  numa nuvem de H<sub>2</sub>).

=>  $\mu m_H$  é a massa média das moléculas da nuvem.

Explicitando  $R_C$  em (II):  $R_C = (3M_C / 4\pi\rho_0)^{1/3}$

e  $N$  em (III):  $N = M_C / \mu m_H$

e substituindo em (I):

$$3k_B T M_C / \mu m_H - 3^{2/3} G (4\pi\rho_0)^{1/3} M_C^{5/3} / 5 < 0$$

=>  $M_C > (5k_B T / \mu m_H G)^{3/2} \cdot (3/4\pi\rho_0)^{1/2} := M_J = \text{massa de Jeans}$

# Formação Estelar

Isto significa, que uma **nuvem de gás** com **densidade  $\rho_0$**  e peso **molecular médio  $\mu$**  na **temperatura  $T$**  colapsa, caso

$\Rightarrow M_C > M_J$  (nuvem supercrítica), onde

$$M_J \simeq \left( \frac{5kT}{G\mu m_H} \right)^{3/2} \left( \frac{3}{4\pi\rho_0} \right)^{1/2} = \text{massa de Jeans,}$$

prop.  $T^{3/2} \rho_0^{-1/2}$

ou  $R_C = (3M_C/4\pi\rho_0)^{1/3} > R_J$ , onde

$$R_J \simeq \left( \frac{15kT}{4\pi G\mu m_H \rho_0} \right)^{1/2} = \text{raio de Jeans.}$$

# Formação Estelar

Esta estimativa da massa limite para o colapso de uma nuvem de gás pode ser refinada para incluir a pressão externa (que diminui a massa necessária para colapso)  
=> Massa de Bonnor-Ebert  
ou campos magnéticos,  
mas para as observações que seguem (na maioria qualitativas) a massa de Jeans serve.

O que mais importa é que  $M_J \propto T^{3/2} \rho^{-1/2}$

# Formação Estelar

Calculando a **massa de Jeans** para **nuvens** de **H I**  
(massas típicas: 1-100  $M_{\odot}$ ) ( $T = 50$  K,  $n = 5 \cdot 10^8$  part./m<sup>3</sup>,  
 $\mu = 1$ ,  $\rho_0 = m_H n_H = 8.4 \cdot 10^{-19}$  kg/m<sup>3</sup>), obtém-se  $\sim 1500 M_{\odot}$   
 $\Rightarrow$  **estável**

para **nuvens moleculares** (massas típicas: 10 - 10<sup>6</sup>  $M_{\odot}$ )  
( $T = 10$  K,  $n = 5 \cdot 10^{10}$  part./m<sup>3</sup>,  $\mu = 2$ ,  
 $\rho_0 = 2m_H n_H = 3 \cdot 10^{-17}$  kg/m<sup>3</sup>), obtém-se  $\sim 8 M_{\odot}$   
 $\Rightarrow$  **instáveis** contra o colapso

$\Rightarrow$  **estrelas** se formam em **nuvens moleculares**.

# Formação Estelar

## O Colapso Homólogo

Se o critério de Jeans é satisfeito, e **não** há **gradientes** de **pressão** (a densidade da nuvem é constante), o material “cai” **livremente** pro **centro** de massa da nuvem, numa **escala** de **tempo** de **queda livre** (cálculo chato, 2 páginas no livro):

$$t_{\text{ff}} = \left( \frac{3\pi}{32} \frac{1}{G\rho_0} \right)^{1/2}$$

!! a escala de queda livre de uma partícula **não** depende da **posição** na nuvem. => **Todas** as partículas da nuvem caem pro centro no **mesmo tempo**, e a nuvem acaba em um ponto (se nada freia o colapso antes)

=> **colapso homólogo**

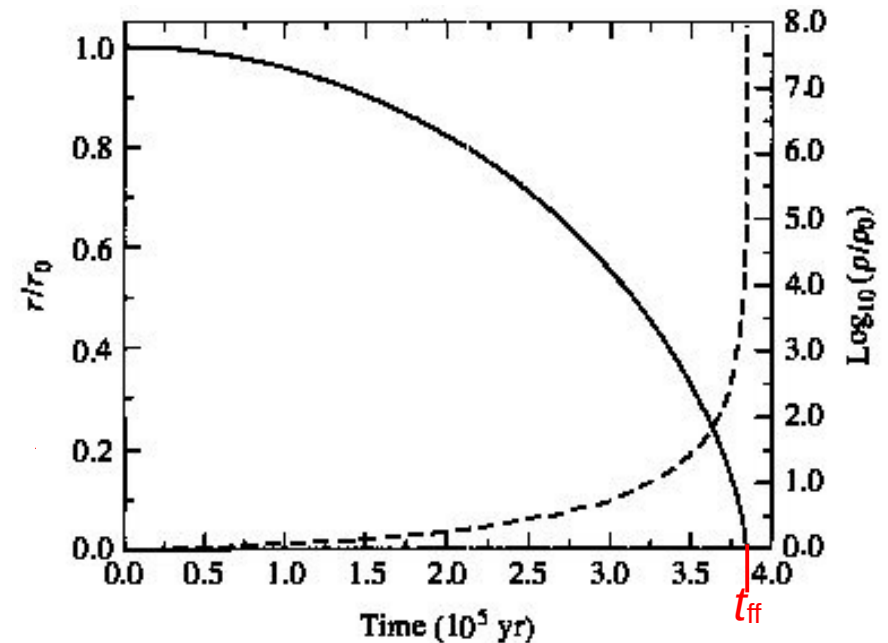
# Formação Estelar

## O Colapso Homólogo

Para uma nuvem molecular gigante,  $t_{\text{ff}}$  é da ordem de  $3.8 \cdot 10^5$  anos.

Neste processo, o **raio** da nuvem **diminui** e a **densidade aumenta**, ambos por **muitas ordens de magnitude**.

Num caso mais **realista**, o centro é mais denso desde o começo, e colapsa mais rápido que o resto  
=> **colapso de dentro pra fora**.



raio (sólido; em unidades do raio inicial) e (logaritmo da) densidade (tiritinhas) de uma nuvem de gás em colapso homólogo em função do tempo

# Formação Estelar

## Fragmentação

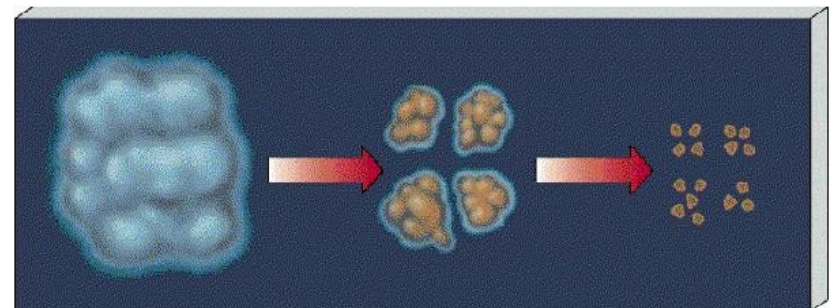
Então uma nuvem molecular de  $10 M_{\odot}$  ou mais faz um colapso homólogo e se torna uma estrela da mesma massa?

Olhando de novo pra fórmula da massa de Jeans:

$$M_J \simeq \left( \frac{5kT}{G\mu m_H} \right)^{3/2} \left( \frac{3}{4\pi\rho_0} \right)^{1/2}$$

No **início** a nuvem é **tênue** e consegue **irradiar** a energia potencial ganha pra **fora**, e a **temperatura é constante** (10 - 100 K) => **colapso isotérmico**:

Já que a **densidade aumenta**, a **massa de Jeans diminui**.  
=> Com o tempo, **sobredensidades** cada vez **menores** na nuvem ultrapassam a massa de Jeans e fazem **colapsos locais**.  
=> **fragmentação**.



# Formação Estelar

## Fragmentação

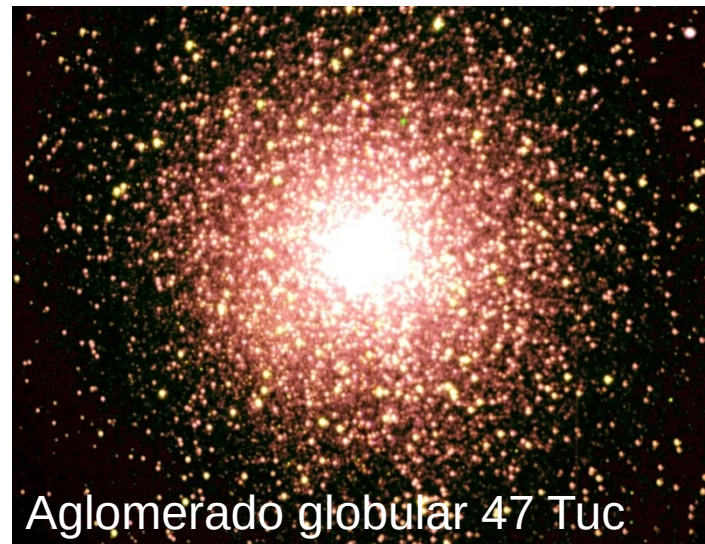
Isto também explica, por que **estrelas** frequentemente se **formam** em **grupos**, que mais tarde se tornam grupos de estrelas ou até **aglomerados estelares**, conjuntos de até alguns 100 000 estrelas (=> aula Aglomerados Estelares).



Região de formação estelar LH 95 na Grande Nuvem de Magalhães



Aglomerado aberto dos Pleiades



Aglomerado globular 47 Tuc

# Formação Estelar

## Colapso adiabático

Então a nuvem se fragmenta até se tornar um número infinito de fragmentos infinitamente pequenos?

$$M_J \simeq \left( \frac{5kT}{G\mu m_H} \right)^{3/2} \left( \frac{3}{4\pi\rho_0} \right)^{1/2}$$

Quando a **densidade** das sub-nuvens **umenta** demais, elas **não** são mais **transparentes** à **radiação**, e **não** conseguem mais **irradiar** a energia pro espaço.

=> **colapso adiabático**

=> as sub-nuvens se **esquentam** enquanto a **densidade aumenta**,  $T \propto \rho^{\gamma-1}$ , para gases ideais como  $H_2$ :  $T \propto \rho^{2/3}$

=>  $M_J \propto \rho^{1/2}$  (exercício pra casa), ou seja,  $M_J$  aumenta

=> A **fragmentação cessa**.

# Formação Estelar

## Colapso adiabático

Na prática, a **transição** entre colapso isotérmico e adiabático é **gradual**.

=> Deve ter uma **massa de Jeans mínima**, isto é uma **massa mínima** para as **(proto)estrelas** que são formadas no colapso, calculada em  $\sim 0.2$  a  $0.5 M_{\odot}$  (livro)

Na verdade, boa parte do gás nem atinge a densidade suficiente para colapsar antes de se esquentar: Só 1 % da nuvem forma estrelas.

# Formação Estelar

## Processos físicos adicionais

Neste cálculo, **ignoramos** a pressão externa, campos magnéticos (ambos afetando a massa de Jeans), nuvens não-esféricas, correntes iniciais no gás, rotação, detalhes do transporte de radiação na nuvem, vaporização dos grãos de poeira, dissociação das moléculas, ionização dos átomos, ...

Cálculos mais **sofisticados** dão uma **massa mínima** de  $\sim 0.01 M_{\odot}$ , correspondendo melhor com as massas estelares mínimas observadas.

Mesmo assim, a sequência **colapso homólogo - fragmentação** (colapso isotérmico) - **colapso adiabático** dá uma boa ideia de como se **formam estrelas e aglomerados estelares**.

# O Diagrama de Hertzsprung-Russell

Lembrete (aula Classificação):  
O **Diagrama Hertzsprung-Russell (HR)** é uma **ferramenta** muito usada na área da **evolução estelar**.

Conhecendo as **temperatura** de superfície e **luminosidade** de uma **estrela**, podemos posicioná-la no diagrama.  
=> **cada ponto** representa **uma** estrela.

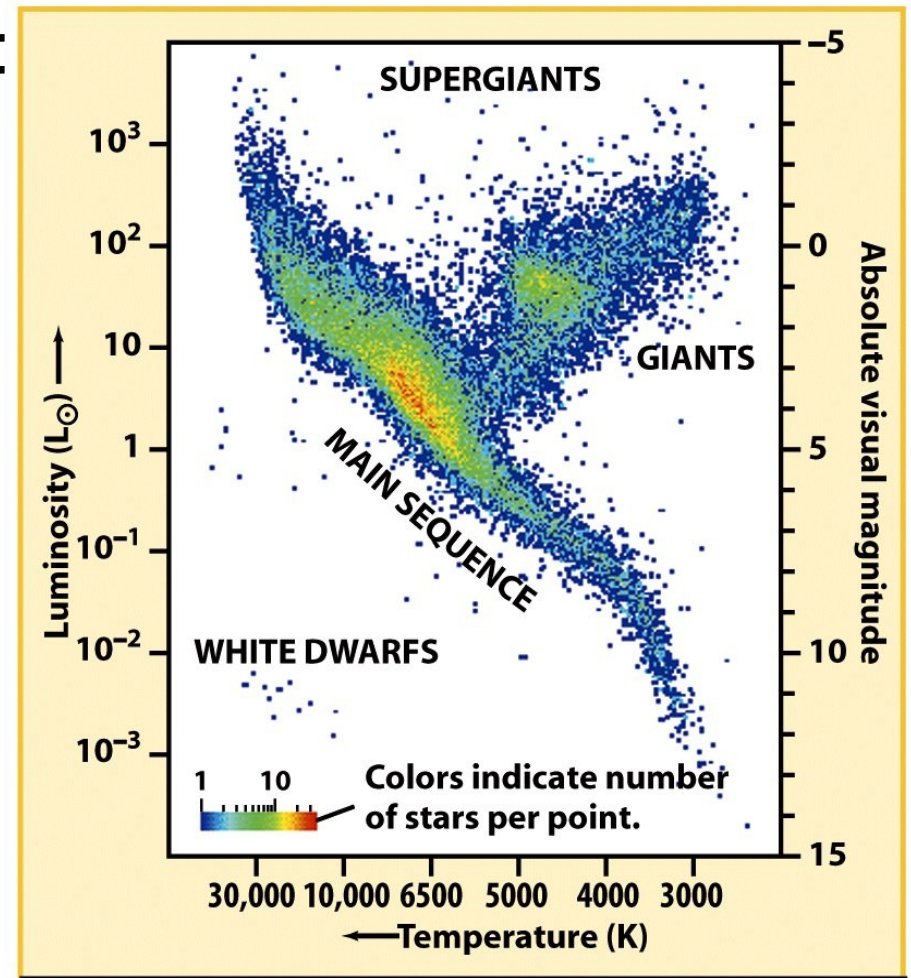


Diagrama HR das estrelas na vizinhança solar

! A temperatura aumenta de direita para esquerda.

# O Diagrama de Hertzsprung-Russell

Os diferentes **ramos** no diagrama correspondem a diferentes **estágios evolutivos** (próxima aula). => as estrelas no mesmo ramo estão no mesmo estágio evolutivo (mas diferem em alguma outra propriedade, p. e. na massa).

Já que as **temperatura** e **luminosidade** de uma estrela **mudam** durante a sua vida, ela percorre um caminho no diagrama HR, a sua **trajetória** (ou **caminho**) **evolutiva**.

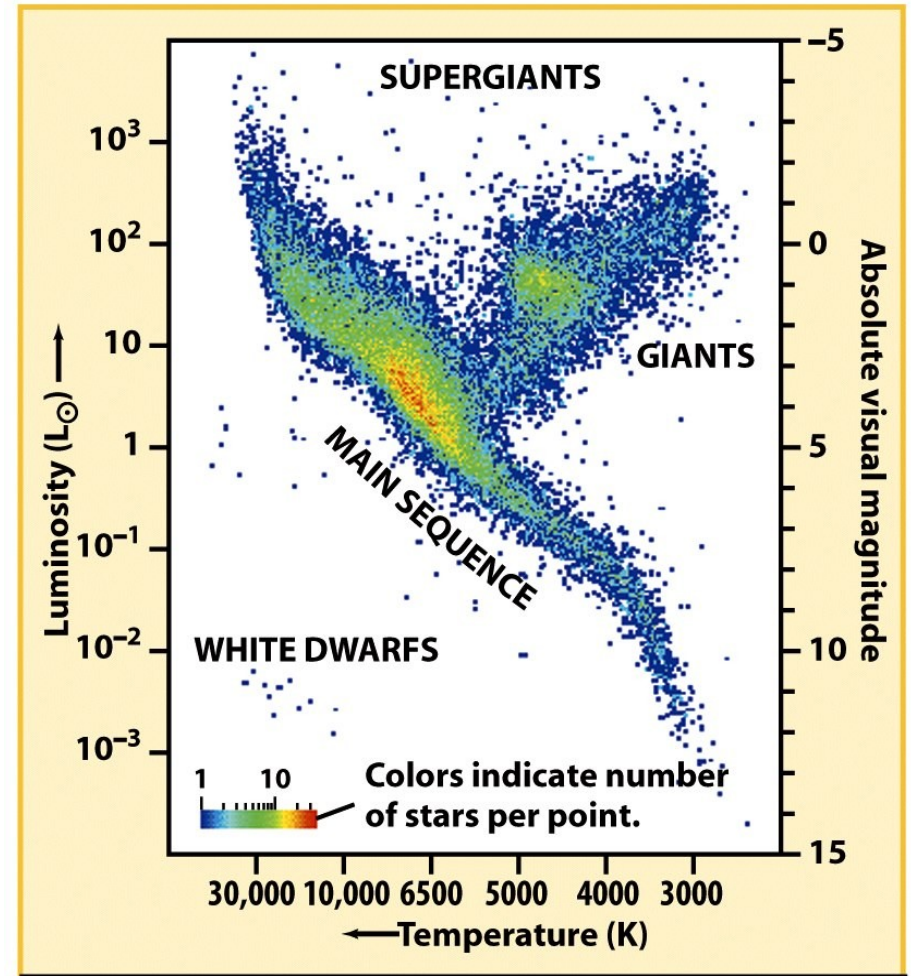
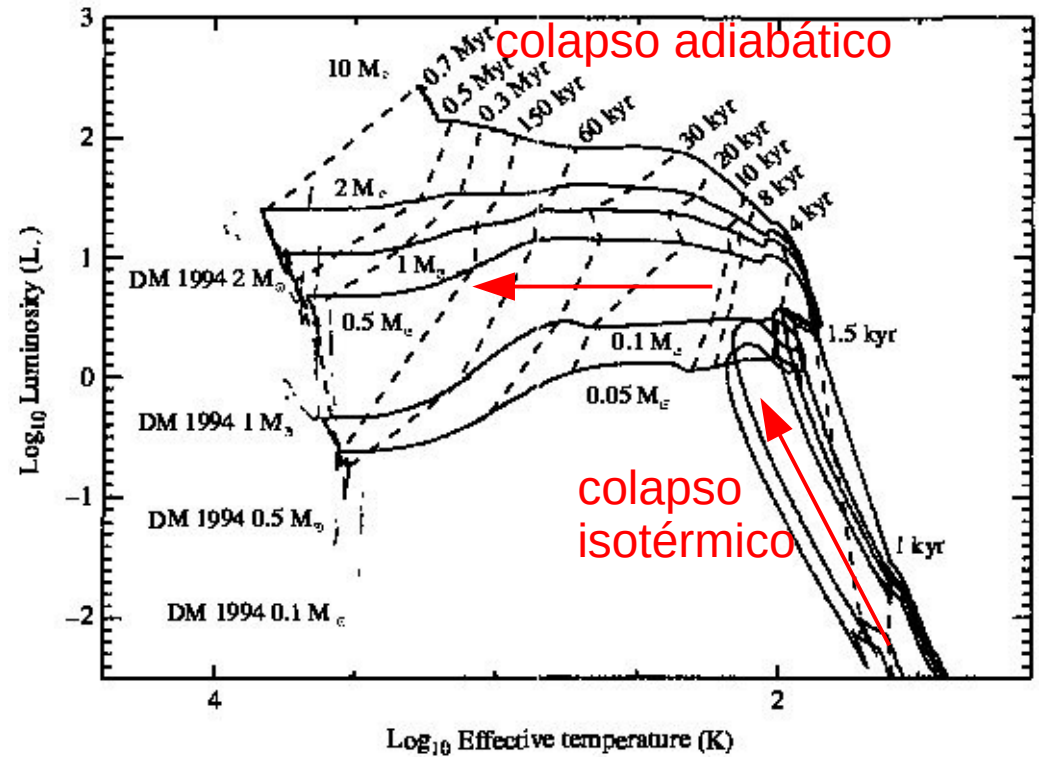


Diagrama HR das estrelas na vizinhança solar

# Formação Estelar

Este diagrama HR mostra os caminhos evolutivos de fragmentos de massas diferentes de uma nuvem de gás durante o colapso até atingirem o estágio de protoestrela, segundo simulações sofisticadas.

segundo estas simulações, o colapso leva entre 60 000 anos e 700 000 anos, da ordem do tempo de queda livre.

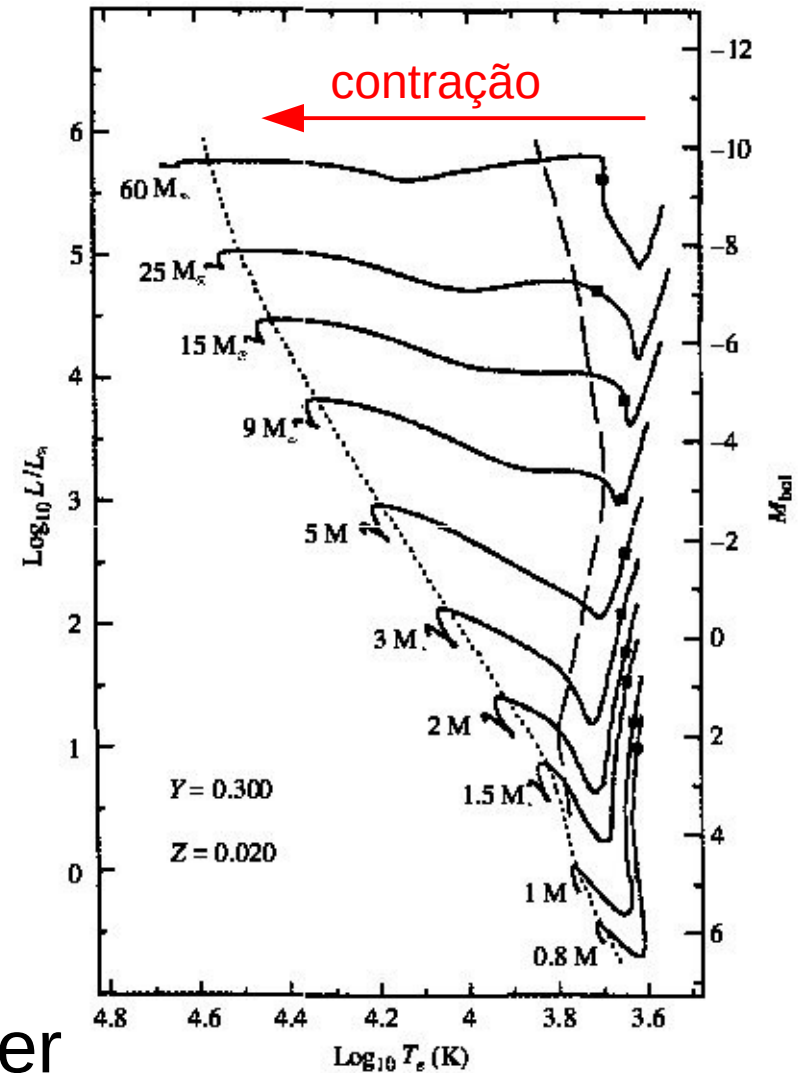


# Formação Estelar

Quando a **protoestrela** é formada, o colapso dá lugar a uma **contração** mais lenta, naquela a **energia potencial perdida** está em **equilíbrio** com a **energia irradiada** para fora.

A **temperatura aumenta lentamente**, e a **luminosidade** fica praticamente **constante**.

Na parte externa da protoestrela o íon  $H^-$  começa a dominar a opacidade, e o transporte, a ocorrer por **convecção** ( $\Rightarrow$  aulas Interior das Estrelas e Sol).



# Formação Estelar

Em **temperaturas** muito **baixas** ( $\leq \sim 3500$  K, lado direito do diagrama HR), a **convecção não** consegue **transportar** a energia irradiada para **fora**.

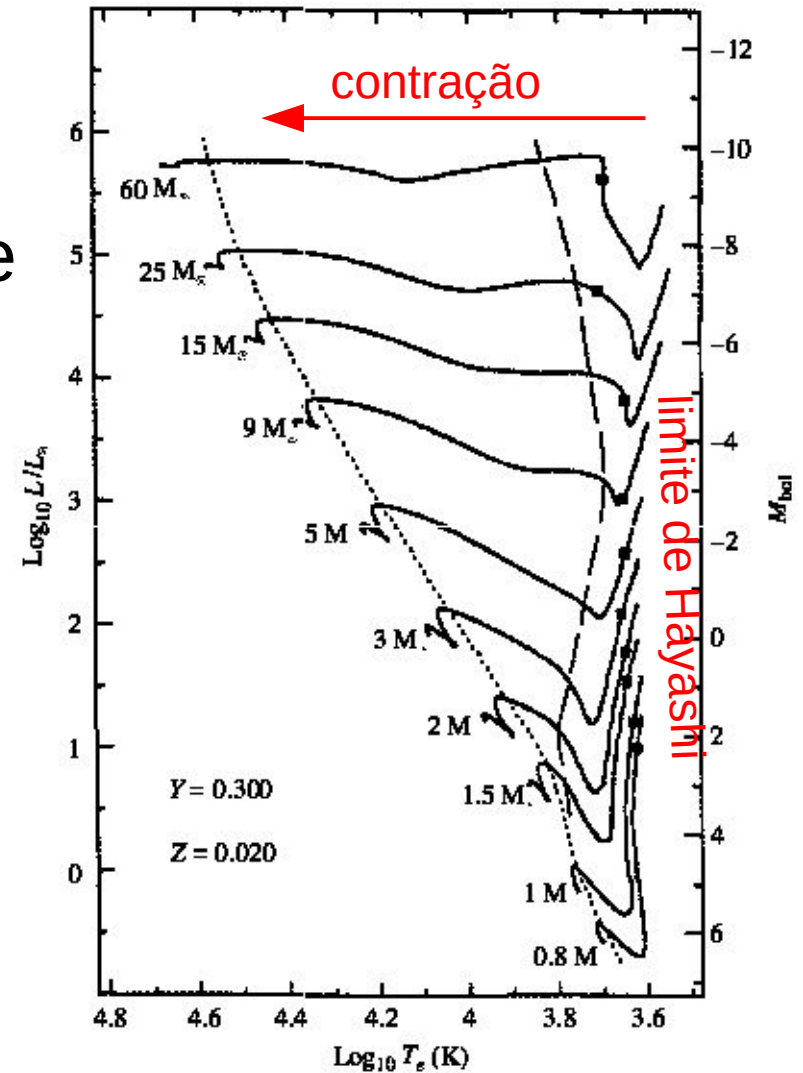
=> Há um **limite** para **estrelas hidrostaticamente estáveis**, calculado por C. Hayashi.



林 忠四郎  
(Chūshirō Hayashi),  
1920-2010

# Formação Estelar

=> no **começo** da contração pós-colapso, as estrelas **evoluem** de **cima** para **baixo** ao longo deste **limite de Hayashi**.





# Formação Estelar

O que **para** o colapso?

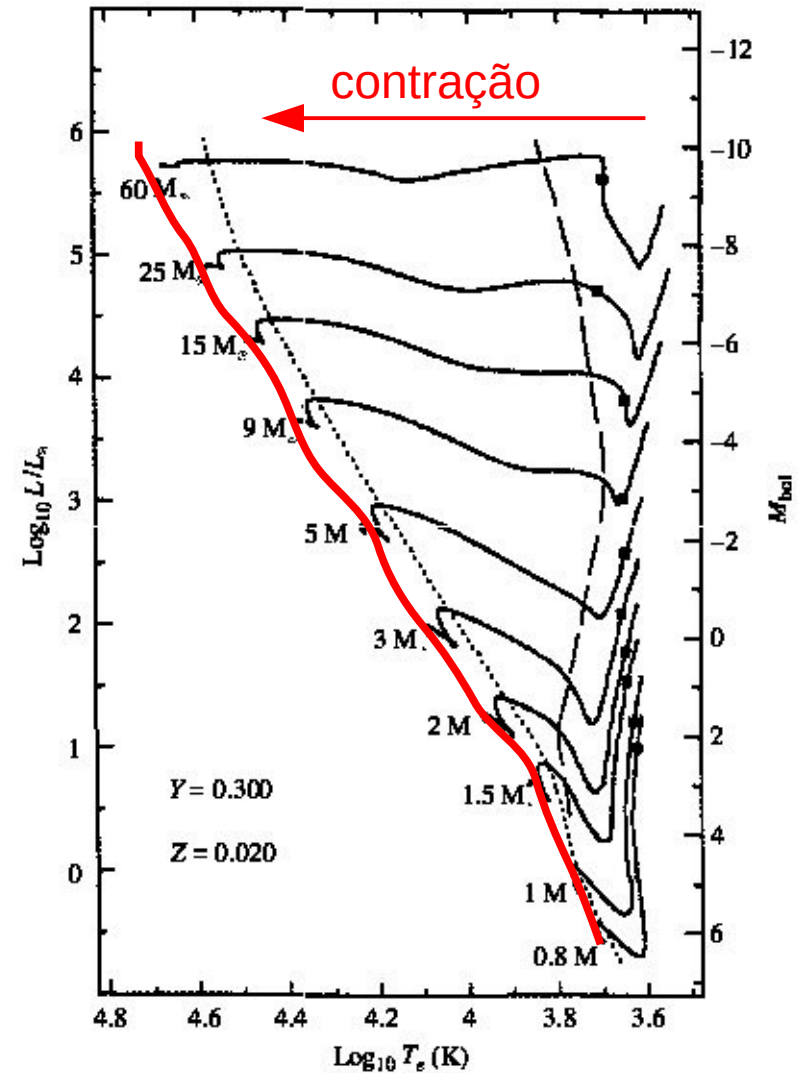
**Energia** gerada na  **fusão nuclear**  
em forma de **fótons**

=> **Pressão de Radiação**,  
transferência do momento linear  
destes fótons,  $p = hv/c$  :

$$P_{\text{rad}} = \frac{1}{3} \cdot a T^4,$$

onde  $a = 7.56767 \cdot 10^{-16} \text{ J m}^{-3} \text{ K}^{-4}$ ,

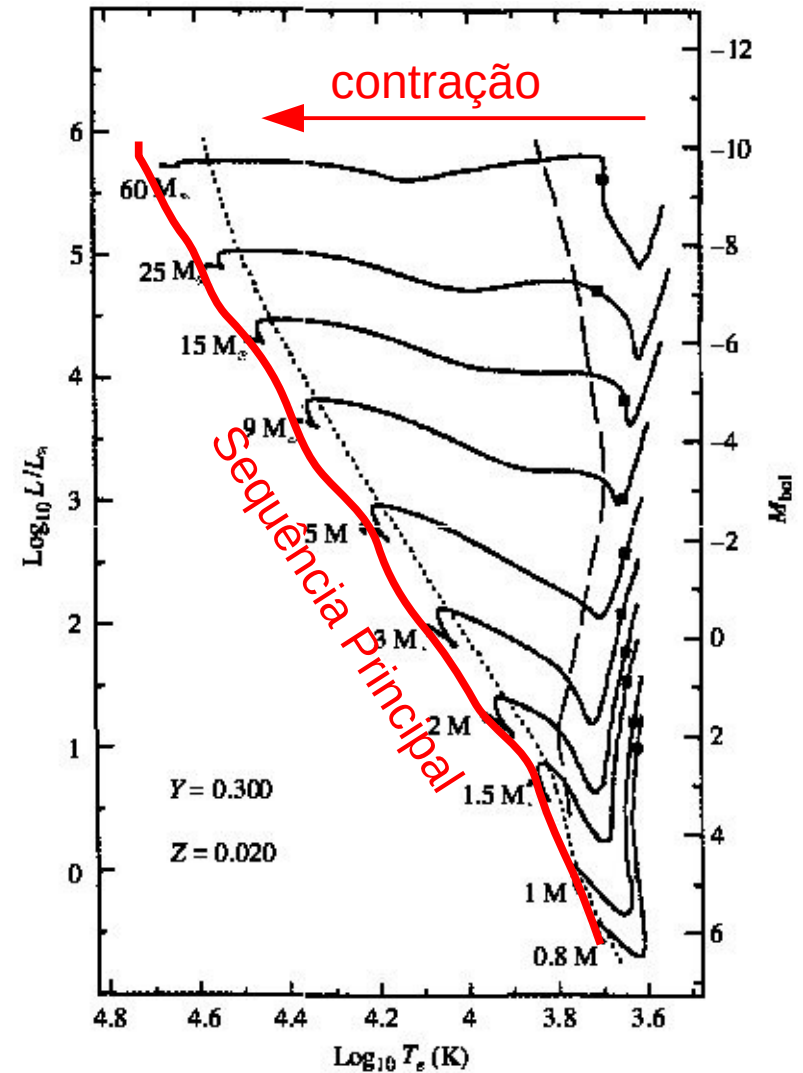
**contrabalança** a **gravidade**.



# Formação Estelar

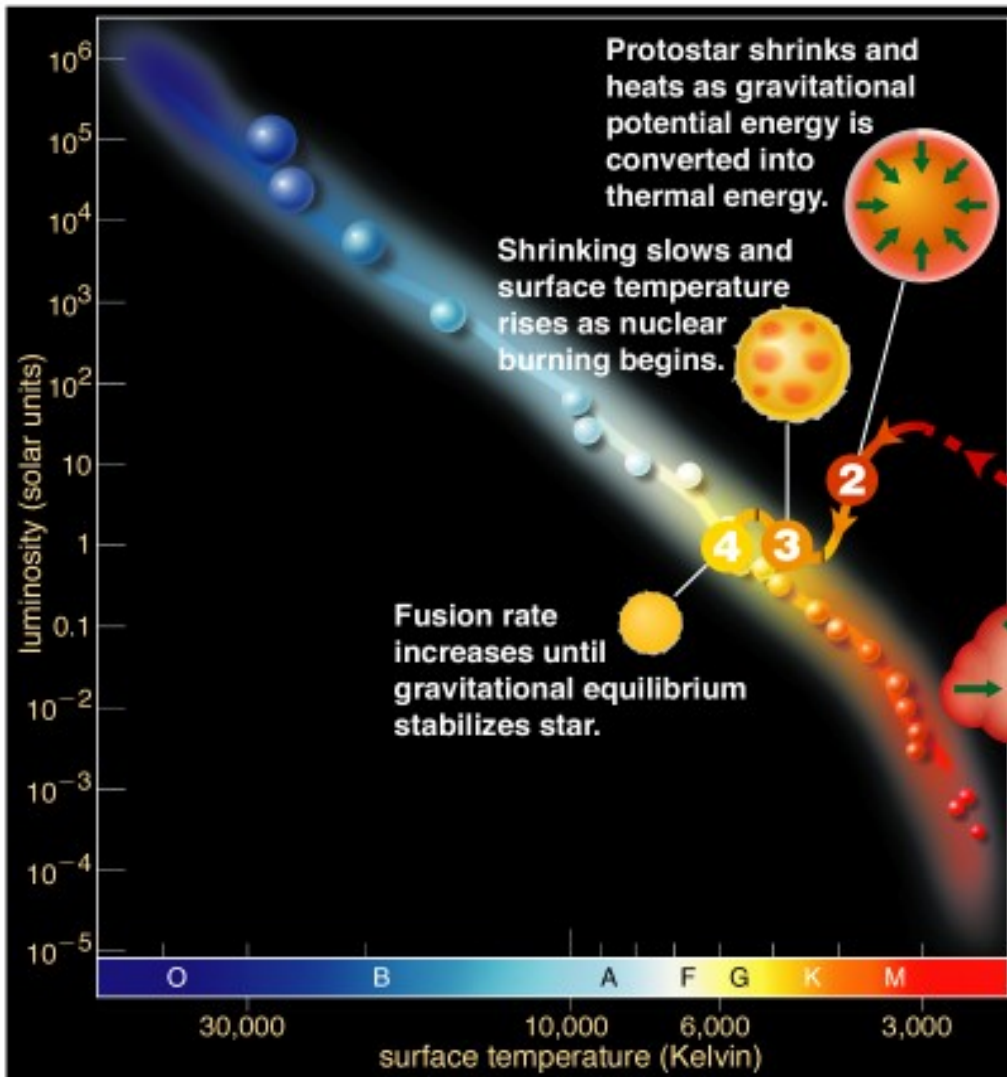
As estrelas recém-nascidas de massas diferentes ocupam um ramo no diagrama HR chamado **Sequência Principal de Idade Zero** (ZAMS, do inglês *Zero Age Main Sequence*). O Sol é uma estrela da Sequência Principal.

As protoestrelas levam entre 28 000 anos ( $60 M_{\odot}$ ) e 68.4 mio. anos ( $0.8 M_{\odot}$ ) para chegar lá, ou seja, para se tornarem estrelas.

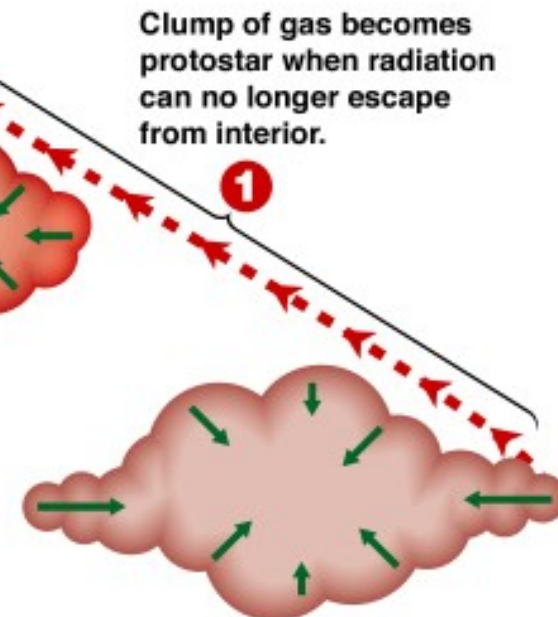


# Formação Estelar

## Resumindo



Copyright © Addison Wesley



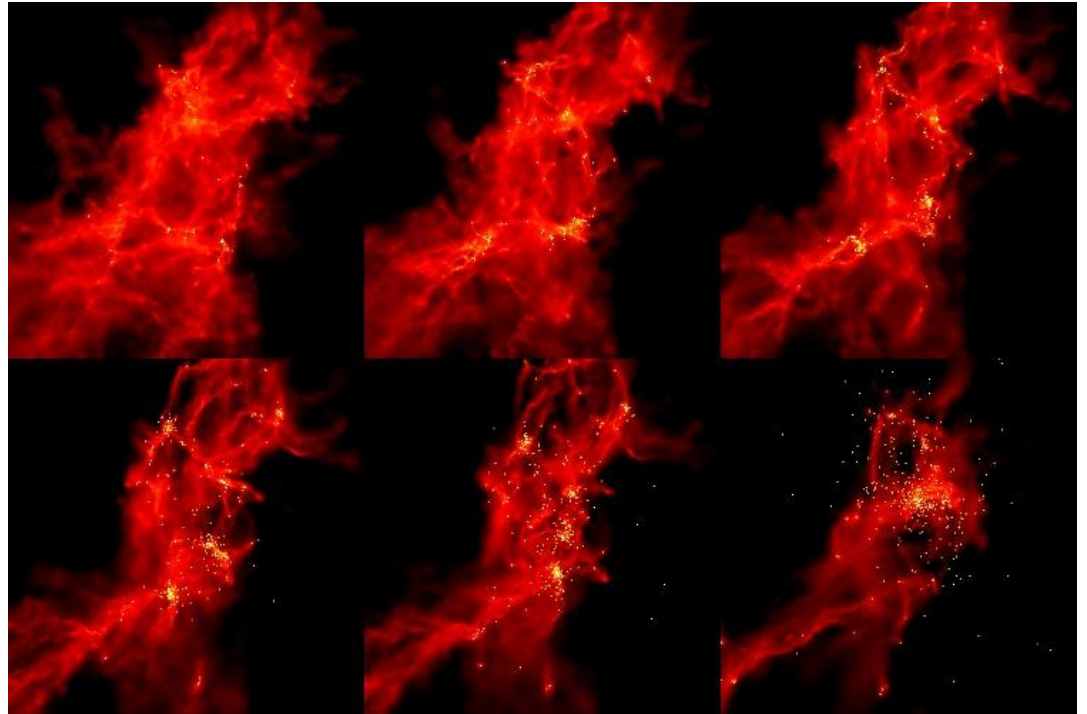
# A Função de Massa Inicial

Quando uma nuvem grande ( $\geq \sim 1000 M_{\odot}$ ) colapsa e fragmenta, **quantas estrelas de cada massa se formam?**

Poderia depender  
- da **estrutura** da **nuvem**,  
e quais partes ultrapassam a massa de Jeans,  
 $M_J \text{ prop. } T^{3/2} \rho^{-1/2}$ .

- de **turbulências**

- de **interações** entre as sub-nuvens e com a vizinhança



Simulação numérica do colapso e fragmentação de uma nuvem de  $1000 M_{\odot}$ .

[http://www.youtube.com/watch?feature=player\\_embedded&v=YbdwTwB8jtc](http://www.youtube.com/watch?feature=player_embedded&v=YbdwTwB8jtc)

# A Função de Massa Inicial

O resultado é quantificado pela **função de massa inicial** (IMF),  $\xi(M)$ .

**No. de estrelas formadas** dentro de um intervalo de tamanho  $dM$  em torno da massa  $M$ :

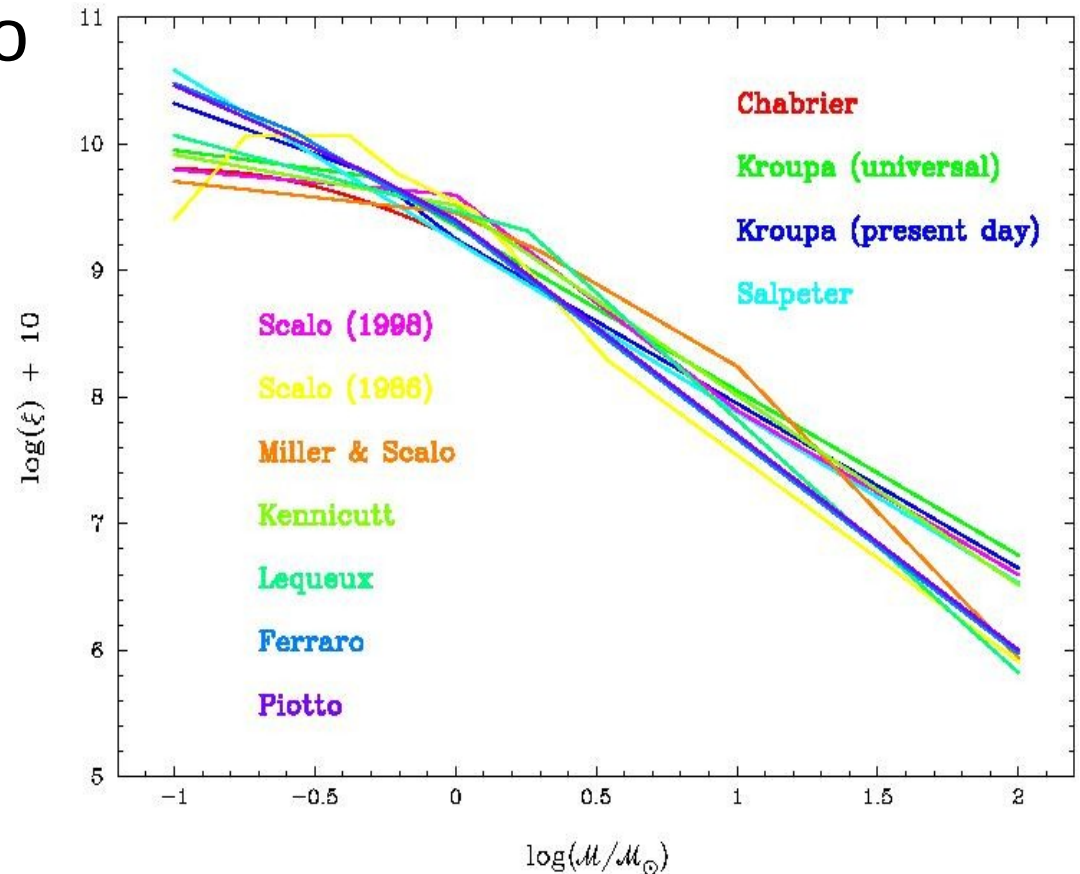
$$dN = \xi(M)dM$$

Vários astrônomos

**determinaram** a IMF

**observacionalmente** ou por **simulações numéricas**.

Ela parece ser **universal**, isto é, não depender muito de fatores como a vizinhança, a composição química da nuvem.

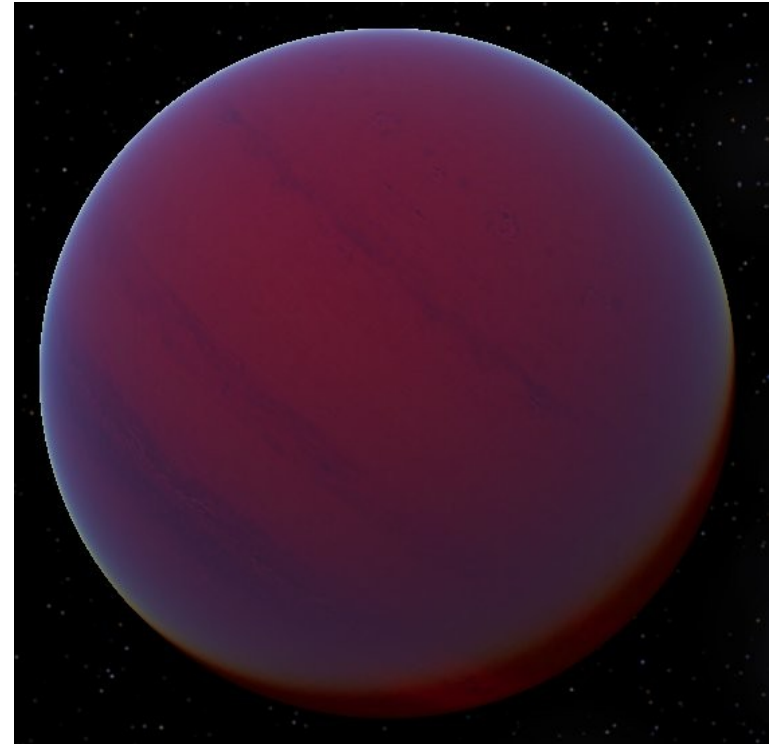


# Anãs Marrons

Objetos a **baixo** de  $0.072 M_{\odot}$  **não** conseguem estabelecer uma **fusão** H  $\rightarrow$  He **estável** nos seus **núcleos** (não são estrelas), mas a **cima** de  $0.013 M_{\odot}$  ( $13 M_{\oplus}$ ) **alguma fusão nuclear** é possível.

Estrelas frustradas nesta faixa são chamadas **Anãs Marrons**:

- $M > 0.013 M_{\odot}$  : queima de deutério
- $M > 0.06 M_{\odot}$  : queima de lítio



Concepção artística de uma Anã Marrom

Anãs Marrons têm **luminosidades baixas** e são detectáveis no **infravermelho**.

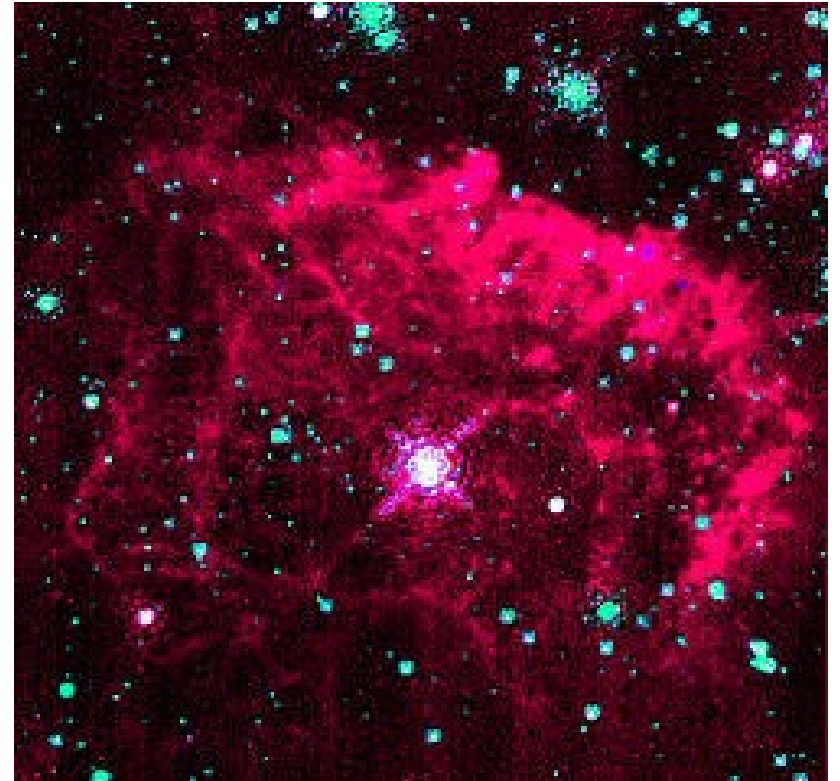
A primeira foi detectada só em 1995, mas hoje já se conhece centenas sugerindo que são bastante **comuns**.

# Do Lado das Massas Altas

Do lado das **massas altas**, o **limite** pra **formação** de uma **estrela** é dado pelo fato, que a **fusão nuclear começa antes** que a **estrela** se **formou**.  
A **pressão** da **radiação** emitida por esta fusão nuclear **desfaz** a **estrela** antes de ela se formar.

Esta massa limite não é bem determinada.

Valores calculadas em simulações variam de  $60 M_{\odot}$  a  $250 M_{\odot}$ .  
Deve ser da ordem de  $150 M_{\odot}$ .



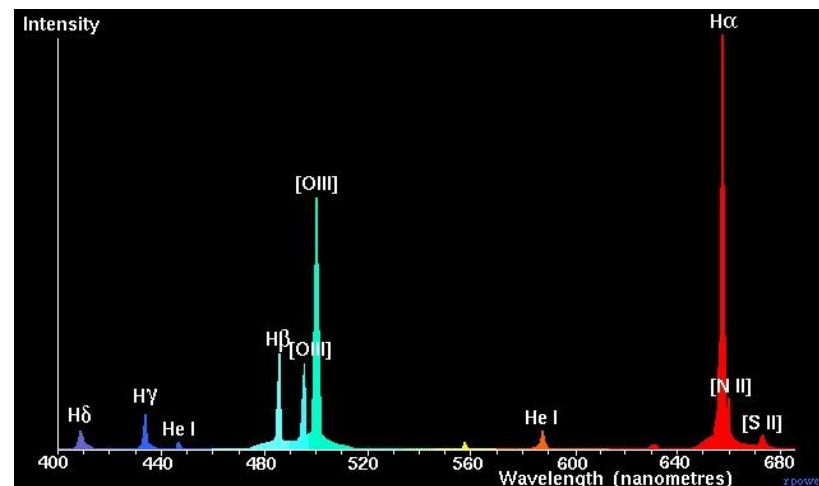
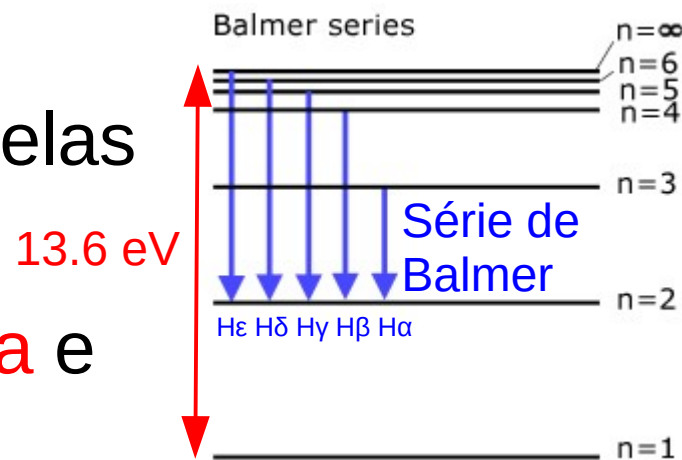
A Estrela da Pistola, uma das estrelas de maior massa conhecidas

# Regiões H II

Como mencionado, em uma nuvem molecular que acabou de formar estrelas ainda **sobra** bastante **gás** e **poeira**.

As estrelas formadas de **maior massa** e **temperatura** ( $> 10\,000\text{ K}$ ), isto é, as estrelas O e B, **irradiam** no **ultravioleta**, radiação **energética** o suficiente para **ionizar** os **átomos** de H ( $\geq 13.6\text{ eV}$ ) e outros, em volta.

Na **recombinação**, estes átomos podem fazer **escalas** em **níveis** energéticos **intermediários**, **emitindo** fótons no **ótico**, como aqueles da série de Balmer.



Espectro típico de uma região HII

# Regiões H II

A **linha mais forte** é **H $\alpha$** , de **hidrogênio**, por isto estas nebulosas de emissão são chamadas **regiões H II**.

Já que a linha H $\alpha$  (6563 Å) se encontra no espectro **vermelho**, **regiões H II** têm **aparência vermelha**.

Elas têm tamanhos de 1 a 100 pc.



galáxia espiral M 51

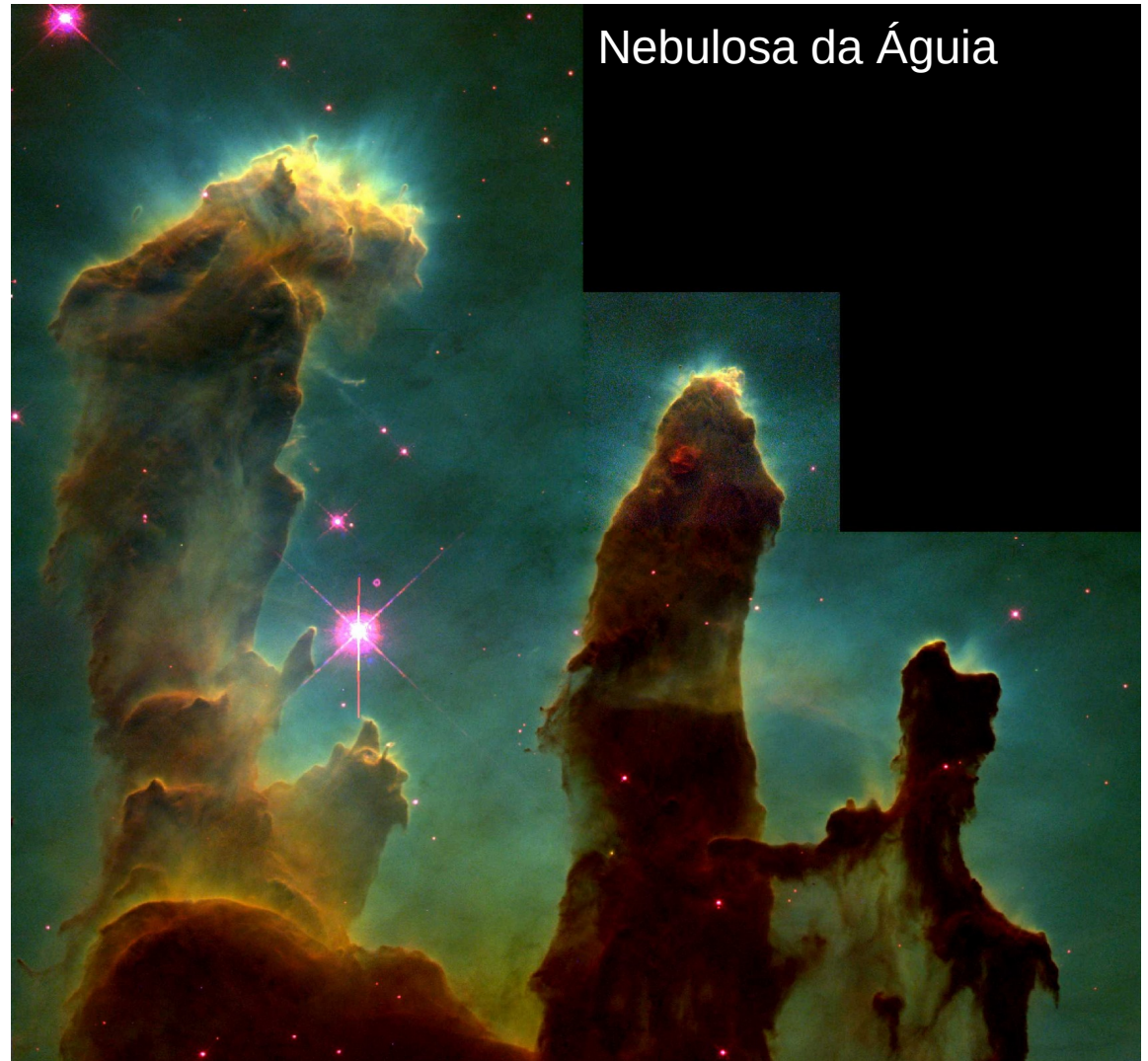


Nebulosa de Orion  
(região HII mais próxima, a ~300 pc)

# Regiões H II

Em certos casos, a **radiação** emitida por estrelas recém-nascidas de alta massa pode **empurrar matéria** para longe e “cavar” **buracos** no meio interestelar, como os famosos pilares na Nebulosa da Águia.

Nas **frentes de choque**, a matéria interestelar é **comprimida**, e pode ocorrer a **formação** de mais **estrelas**.



# Regiões H II

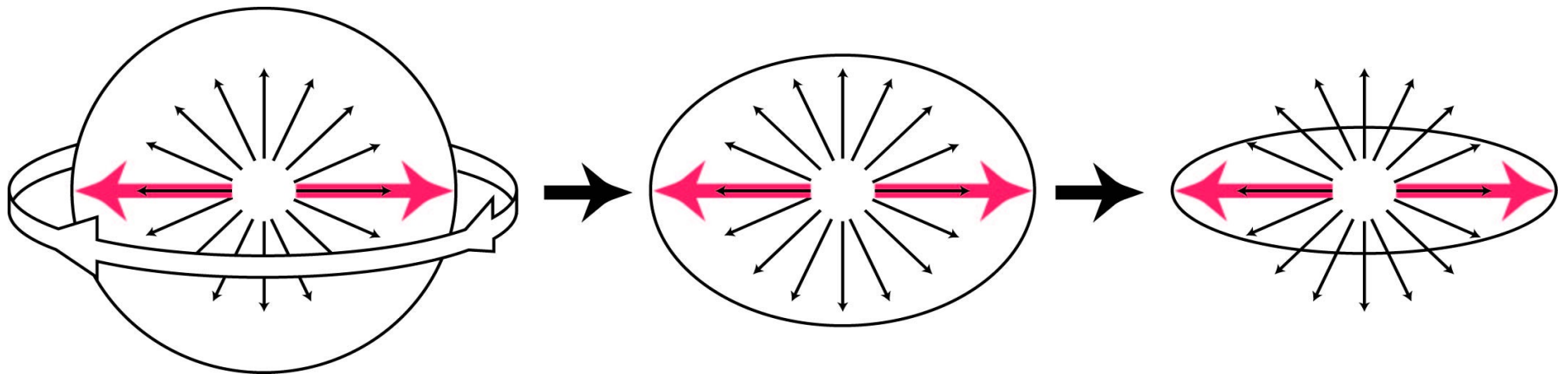
Um **problema** ainda em aberto com o nosso modelo de formação estelar em nuvens grandes é que, já que as **estrelas** de **alta massa** se formam **mais rapidamente**, a radiação emitida por estas deveria **dissipar** a **nuvem antes** que as **estrelas** de **baixa massa** conseguiram se **formar**.



# Discos de Acreção e Jatos

Em geral, **fragmentos colapsando** devem ter um pouco de **momento angular**. No colapso, este momento deve resultar em uma **rotação** muito **rápida** (efeito da dançarina), o que **não é observado**.

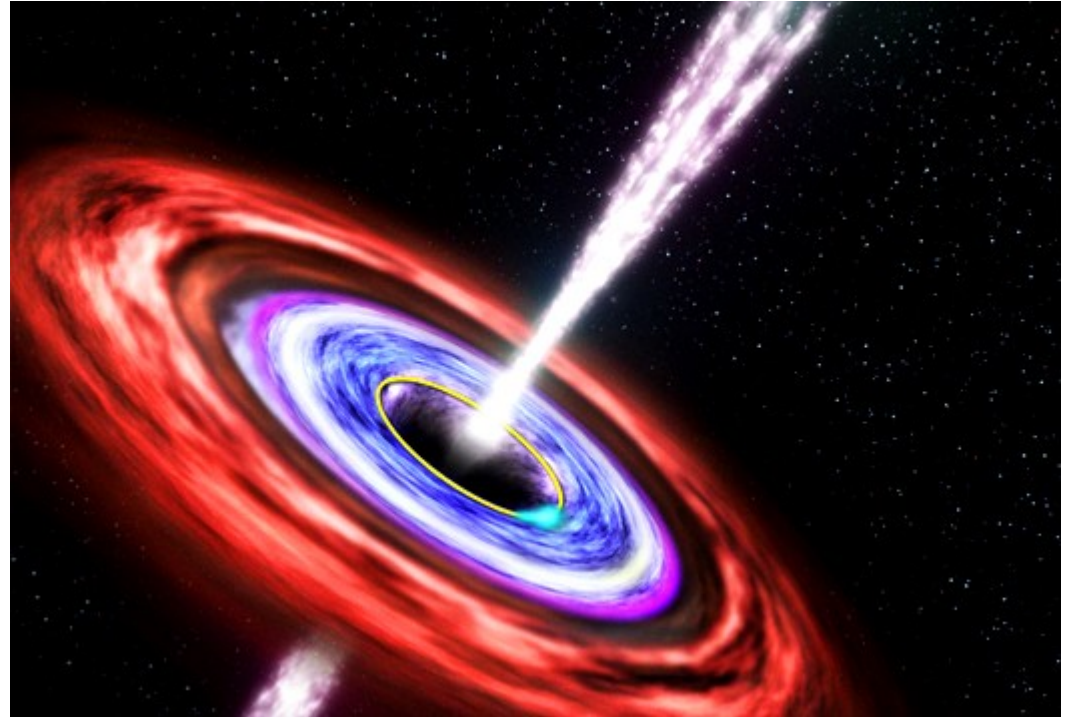
=> O colapso na direção do eixo de rotação ocorre mais rápido, o que gera um **disco de acreção**:



O **momento angular** é absorvido pelo **disco**, enquanto maior parte da **massa** está na **protoestrela** central.

# Discos de Acreção e Jatos

Dentro deste **disco**, **momento angular** é **transferido** de **dentro** para **fora**, o que faz o material **ionizado** das partes **interiores** “**cair**” pra protoestrela, e as partes **exteriores** se **afastarem** mais.

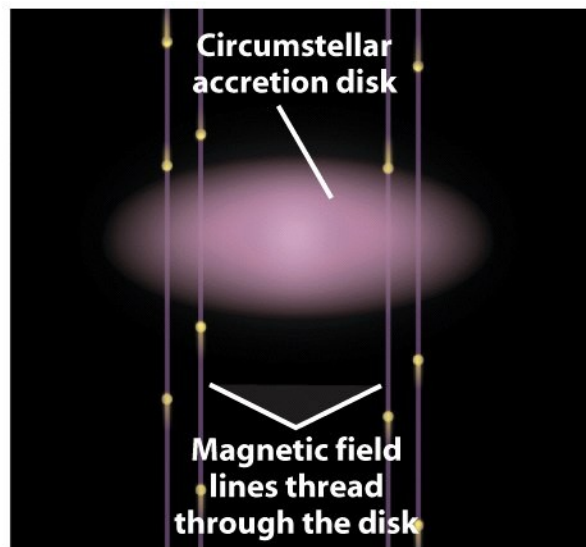


Interpretação artística de um disco de acreção com jatos

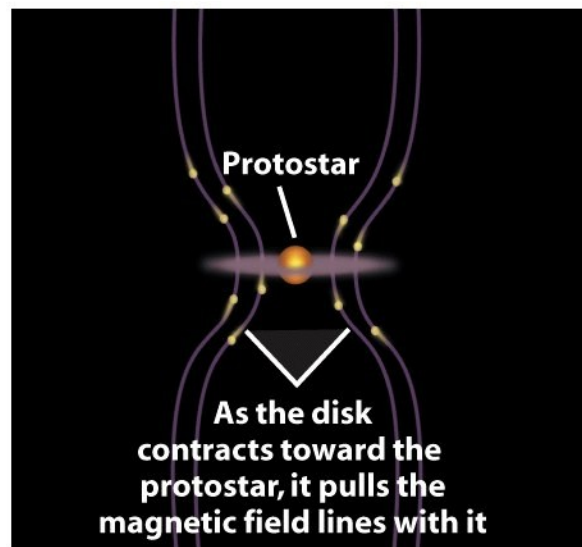
Parte do material que cai em cima da estrela é **defletido** por um forte **campo magnético**, e **irradiado** na direção **perpendicular** ao **disco**, formando um par de **jatos**.

# Discos de Acreção e Jatos

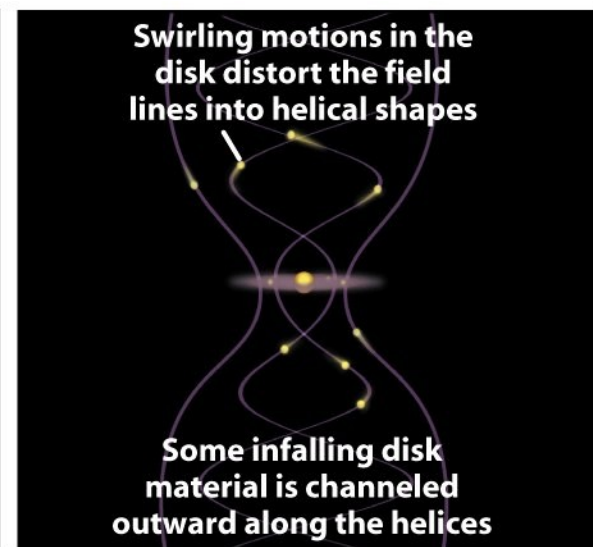
Este **campo magnético** foi **formado** pelos **íons** em **revolução** e **amplificado** na **contração** da parte interior do **disco**, que **arrastou** as **linhas de campo** junto, aproximando-as e assim tornando o campo mais forte.



(a)



(b)



(c)

Figure 18-16

*Universe, Eighth Edition*

© 2008 W. H. Freeman and Company

# Discos de Acreção e Jatos

Estes **jatos excitam nós** no **meio interestelar**, que **emitem espectros de linhas de emissão**, e são chamados **objetos Herbig-Haro**.



Figure 18-14  
*Universe, Eighth Edition*  
© 2008 W. H. Freeman and Company

# Discos de Acreção e Jatos

Estrela T Tauri  
(estrela jovem em fase de contração).  
A linha de visada é quase exatamente na direção do jato que “limpa” a poeira e permite a visualização.



# Discos de Acreção e Jatos

Os próprios **discos** de **acrecção** também podem ser **observados**.

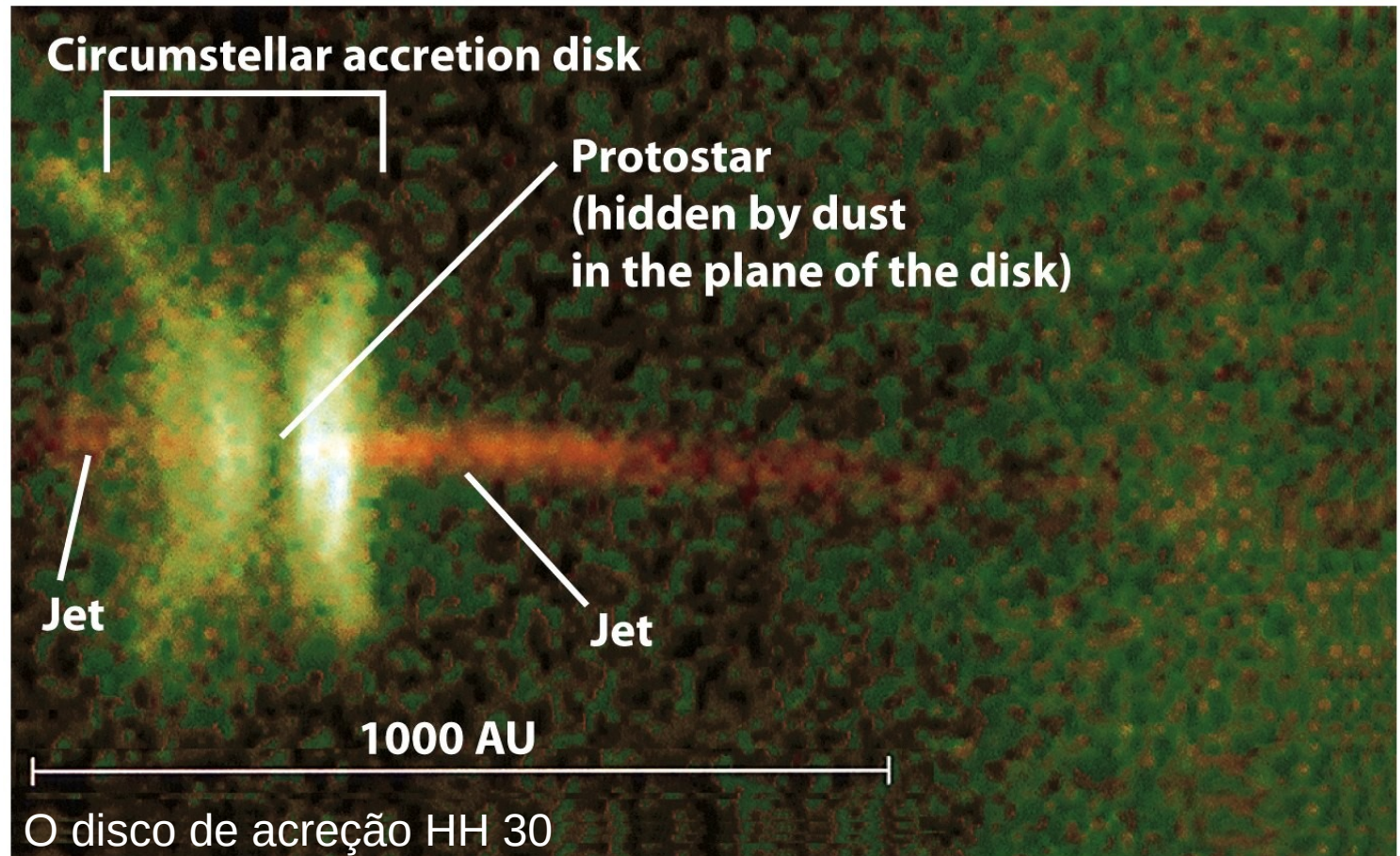
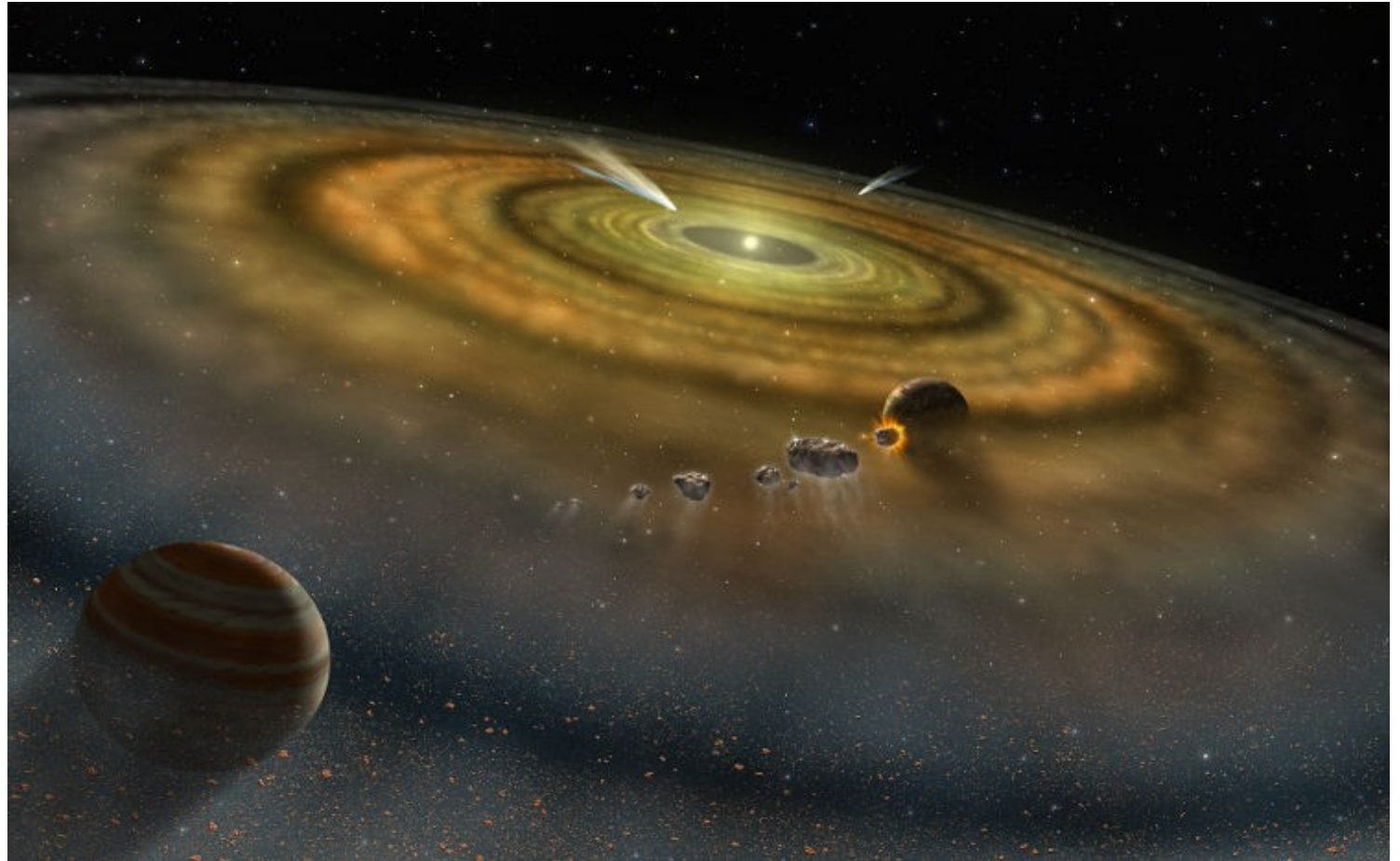


Figure 18-15  
*Universe, Eighth Edition*  
© 2008 W. H. Freeman and Company

# Discos de Acreção e Planetas

Na **parte exterior** do **disco** com o tempo podem se formar **planetas**.

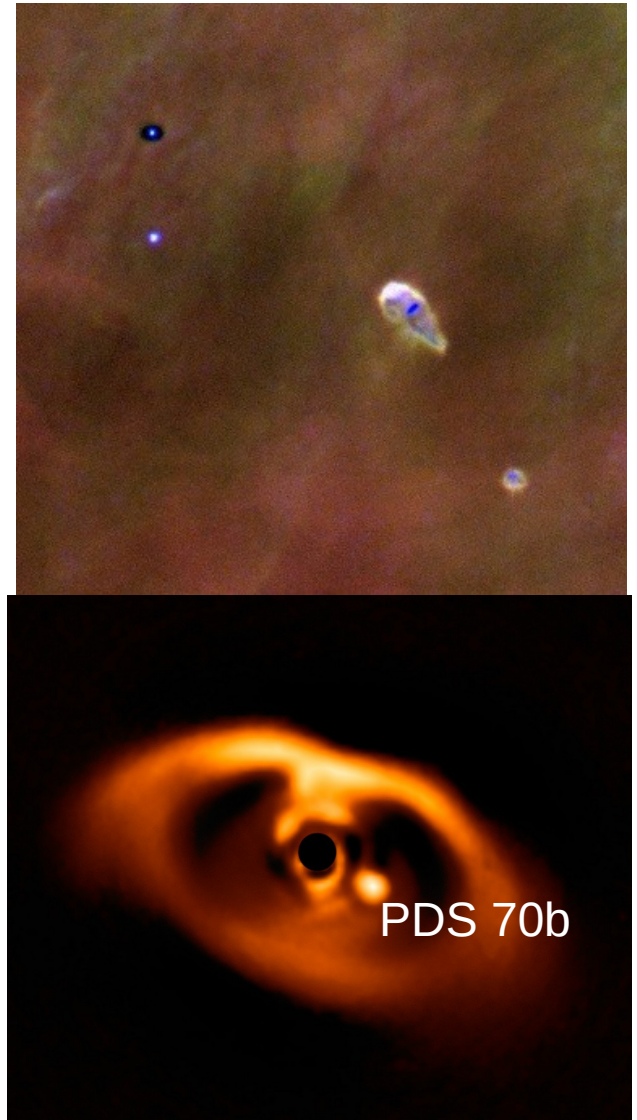


Interpretação artística do disco protoplanetário em torno de Beta Pictoris

# Discos de Acreção e Planetas

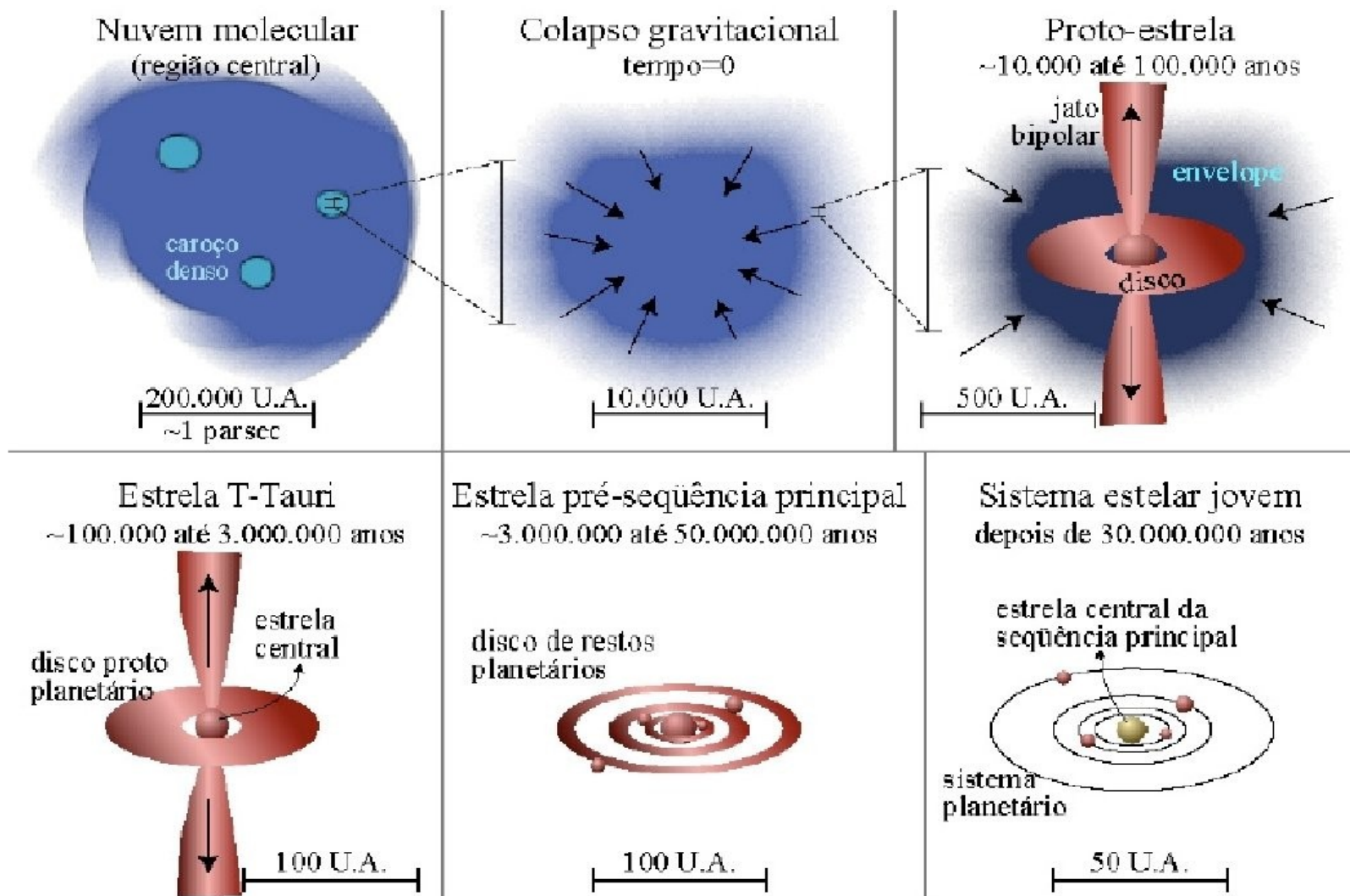
Um possível **disco protoplanetário** (e outros menores) na Nebulosa de Orion.

Em 2018, publicaram uma imagem direta de um **protoplaneta**, PDS 70b. Nesta foto, a luz da proto-estrela "mãe" do planeta, PDS 70, foi bloqueada ("buraco" preto no meio).



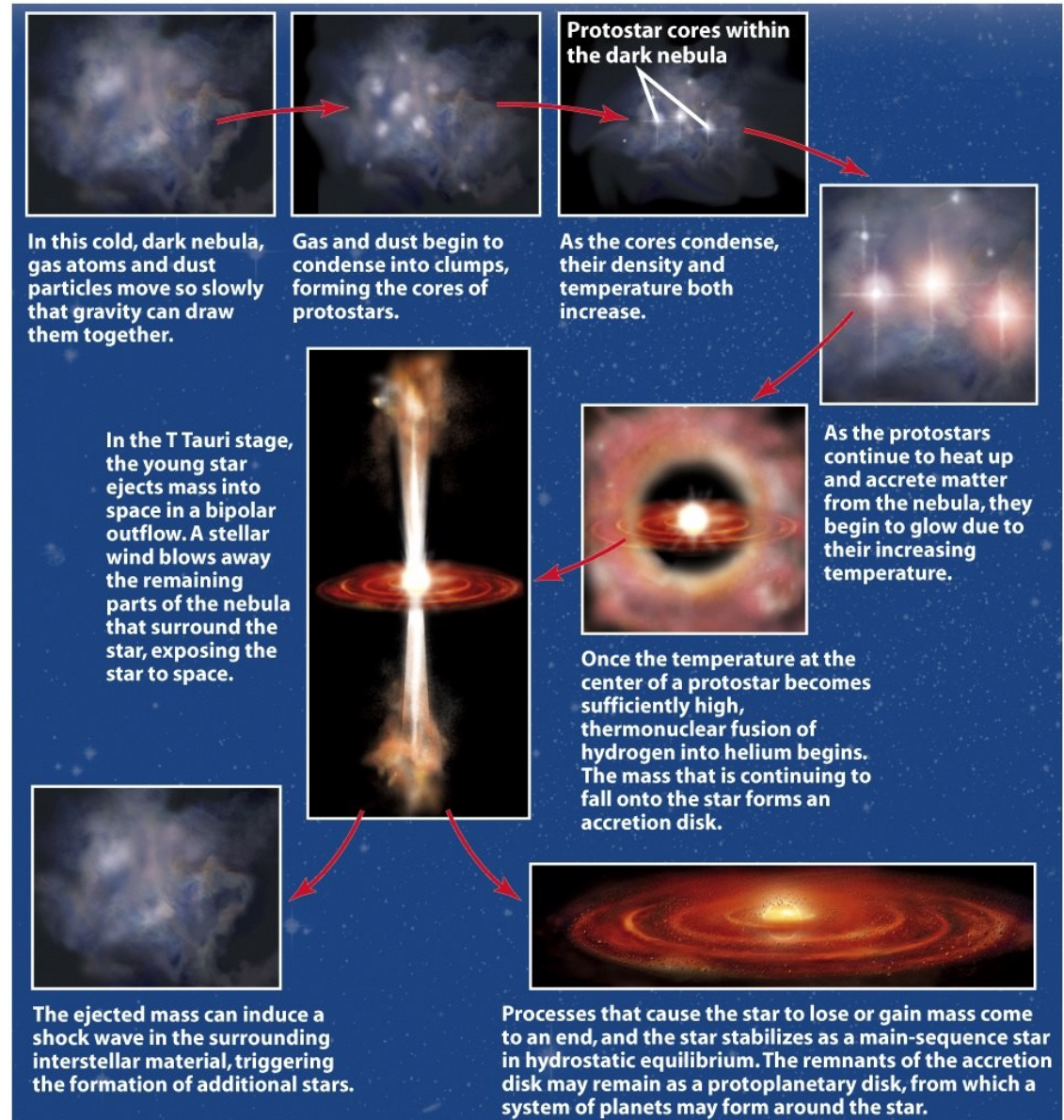
# Discos de Acreção e Jatos

## Resumo



# Discos de Acreção e Jatos

## Outro Resumo





Universidade Federal do ABC

# Introdução à Física Estelar

## FIM PRA HOJE

