

Evolução e estrutura estelar I

- ASTRONOMIA GERAL
- FIS004
- Prof. Gustavo Guerrero

- Introductory Astronomy & Astrophysics, M. Zeilek, S. A. Gregory & E. v. P. Smith (Caps. 16 e 19)

- Agradecimento: Elisabete Dal Pino

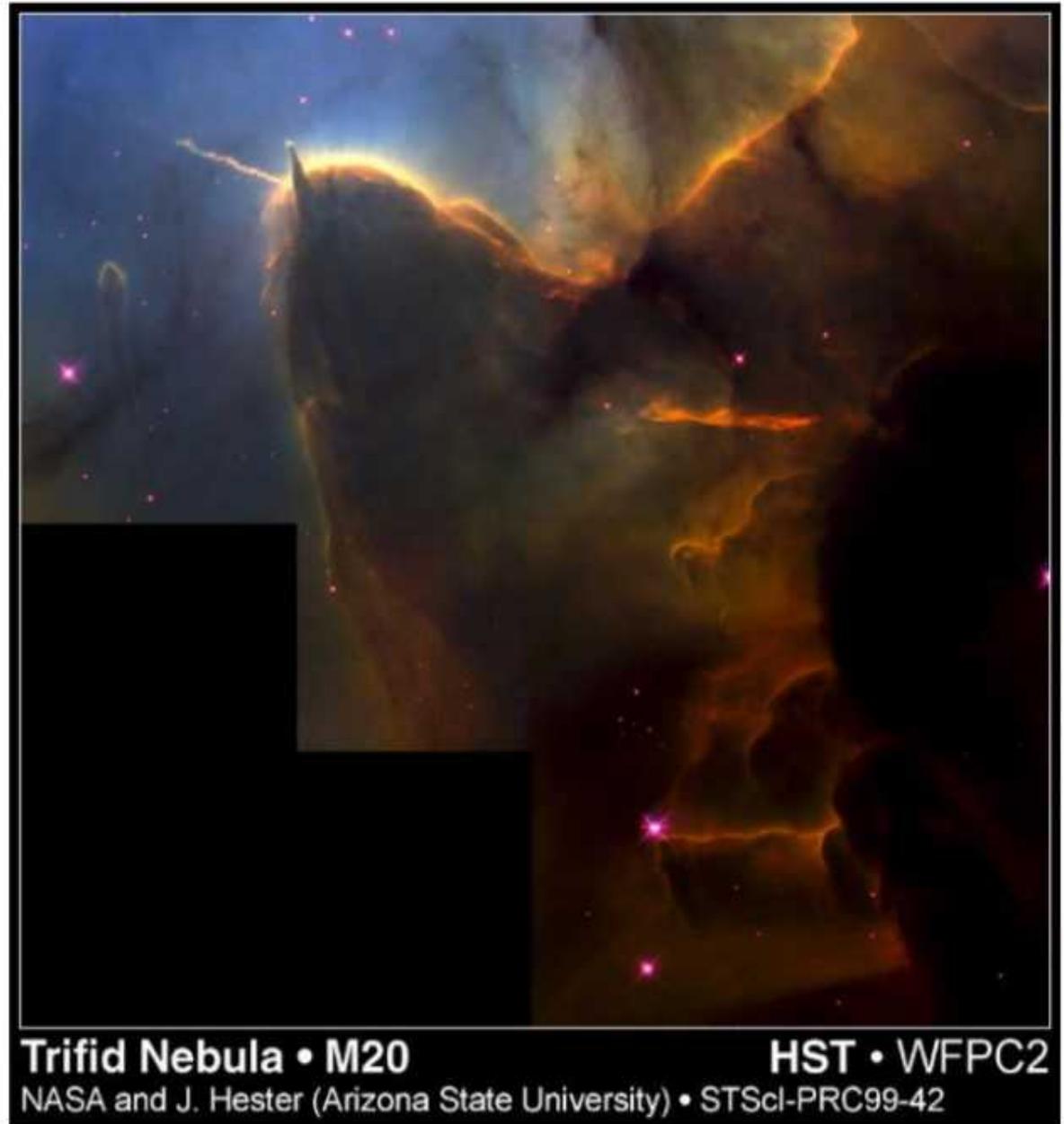
“Star formation spans densities from 10^4 cm^{-3} to 10^{24} cm^{-3} , involves all the known forces of nature, with observational diagnostics across the entire spectrum, and requires experimental access to relevant primitive materials that has no parallel in any other branch of astrophysics.”

Shu et al. 1993

Formação de Estrelas

Nuvens de gas e poeira em 1 galaxia:

berçarios de estrelas

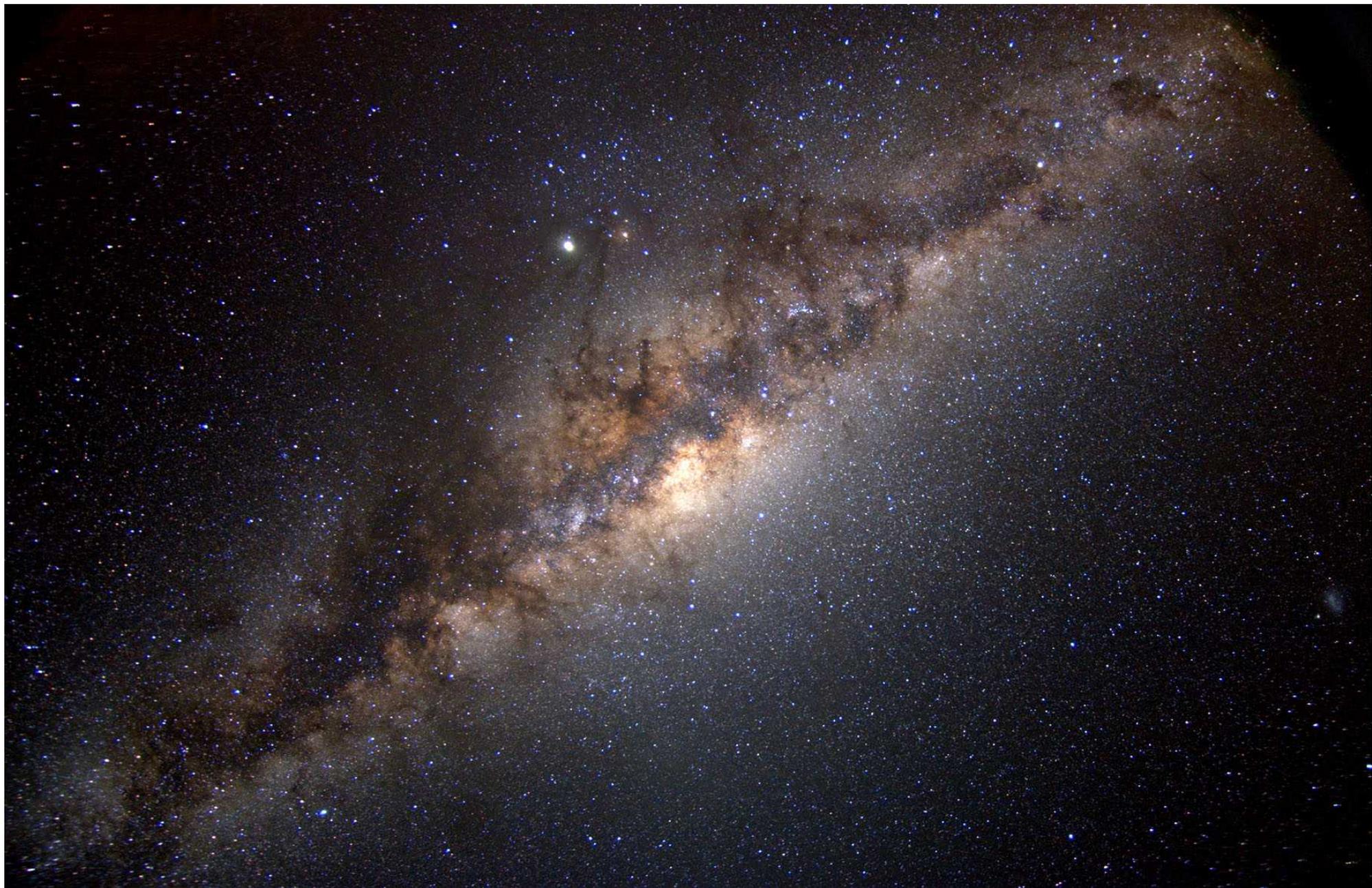


Nebulosa Trífide M20, na constelação de Sagitário, a 9000 anos-luz de distância, exemplo de um berçário de estrelas .

Formação de Estrelas



À esquerda \Rightarrow nuvem interestelar de gás e poeira, chamada Barnard 86. No lado direito aparece o aglomerado estelar jovem NGC6520.



Como nasce uma estrela?

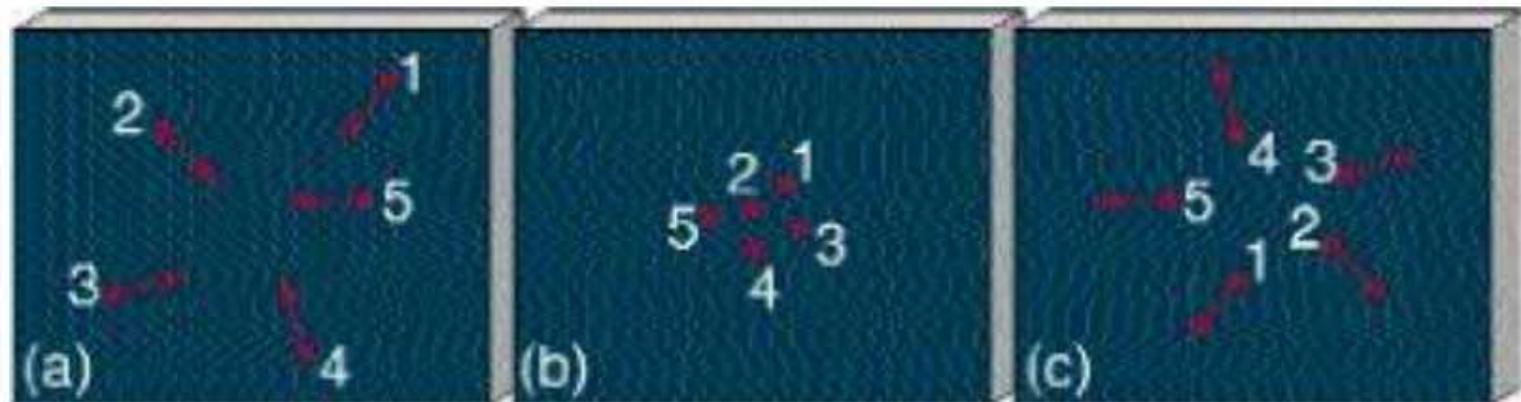
- Quando **nuvem densa, fria de gas e poeira**: começa a **colapsar** – nuvem se esquenta e eventualmente seu nucleo muito denso e quente o bastante para iniciar **reações nucleares** – **contração pára** – **nasce uma estrela → SP**

Formação de Estrelas

- Em linhas gerais, veremos processo básico para formação de estrelas:
 - ⇒ **fragmentação e contração de uma nuvem**
- Porém, em geral: as **nuvens interestelares** não parecem estar sofrendo processos de fragmentação
- Por outro lado estão sujeitas a **perturbações:**
 - supernovas (explosões);**
 - colisões entre nuvens**
 - ondas de pressão de estrelas quentes O**

Condições de uma nuvem

- Em geral: densidade da nuvem tão baixa que pressão interna do gás (movimento randômico das partículas) impede agregação gravitacional
- Flutuações de densidade tendem a dispersar-se pela ação do calor (P) que causa movimento randômico:



Colisões randômicas

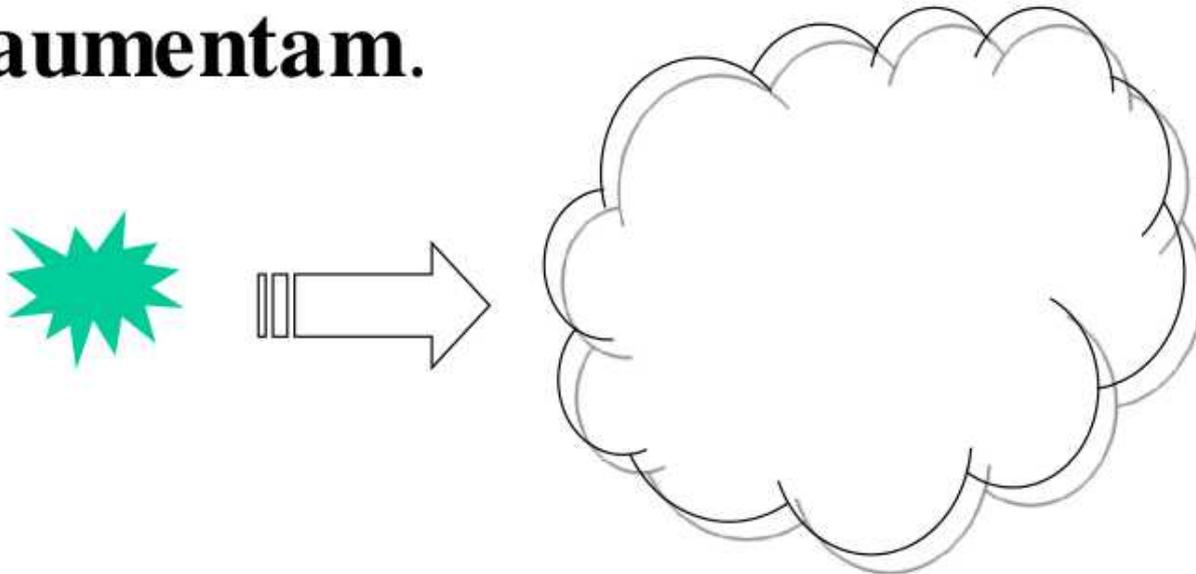
concentração

dispersão

Condições para o Colapso Gravitacional

Por que uma nuvem começa a colapsar?

- Considere (caso ideal): nuvem de baixa densidade; temperatura uniforme, **equilíbrio hidrostático**.
- Uma **perturbação aleatória** produz uma região de maior densidade \Rightarrow **ação gravitacional e pressão aumentam**.



Equilíbrio Hidrostático ?

- Se houver uma > concentração de gas: > densidade → F_G entre átomos fica maior
- Nuvem interestelar: esta em equilíbrio hidrostático se:

Gravidade = força devido a pressão do gas

$$\rightarrow F_G = F_{\text{pressão}}$$

- As forças por volume:

$$\frac{-GM\rho}{R^2} = \frac{\Delta P}{\Delta r} = \frac{P_s - P_c}{R - 0} \approx \frac{-P_c}{R}$$

$$P_c = \frac{GM\rho}{R}$$

Gas ideal:

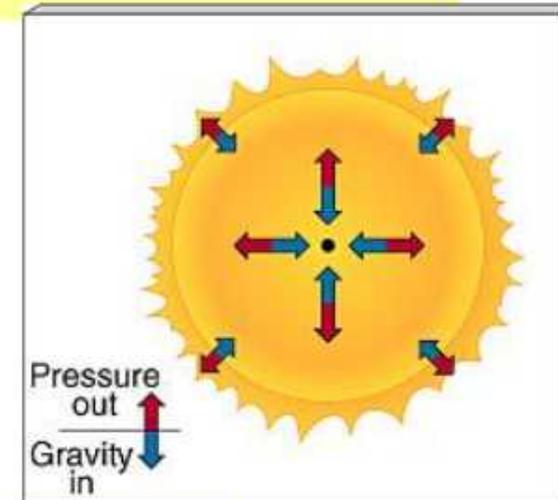
$$P = \frac{\rho k_B T}{\mu m_H}$$



ρ Dominado por ρ_c :

$$\rightarrow M = \frac{k_B T R}{G \mu m_H}$$

$$G \mu m_H$$



Colapso Gravitacional

Se gravidade passa a dominar: inicia-se o **colapso**

- Isso ocorre quando nuvem suficientemente **densa e fria**: torna-se **gravitacionalmente instavel**
- Nuvem **sofre perturbacao** (ex.: onda de pressao externa causada quando estrela O ioniza os arredores, ou onda de choque causada por uma estrela que explode em supernova)
- **Perturbacao**: comprime nuvem e esta esquenta e resfria: **P abaixa** :

→ $F_G > F_{\text{pressao}}$

→ $M > \frac{k_B T R}{G \mu m_H}$

$G \mu m_H$

Como $M \approx \rho R^3$:

$$R > \frac{[k_B T]^{1/2}}{[G \rho \mu m_H]^{1/2}}$$

Condicao sobre o Raio da nuvem para que fique gravitacionalmente instavel e colapse

Condição para o colapso Gravitacional

Calculos mais precisos (por Jeans 1902):

$$\rightarrow R_J = \frac{1}{2} \frac{[\pi k_B T]^{1/2}}{[G \rho \mu m_H]^{1/2}} \rightarrow R_J = \frac{6 \times 10^7}{2} (T/\mu \rho)^{1/2} \text{ cm}$$

Onde T : [K] e ρ : [g/cm³]

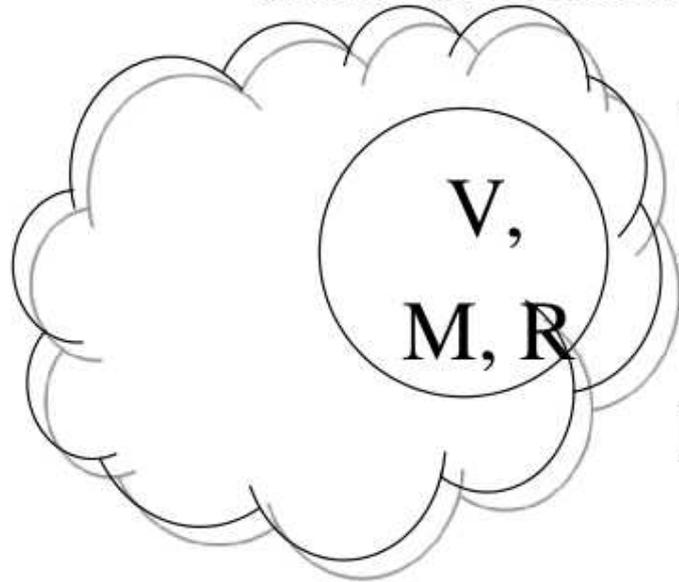
Ex.: Seja nuvem com: $T = 10 \text{ K}$ e $n = 10^3 \text{ cm}^{-3}$, $\mu = 0,5$ (peso molecular):

- Como $\rho = n m_H \mu$
- $D = 2 R_J = 10^{19} \text{ cm} = 10^{14} \text{ km}$

Condição sobre o Raio da nuvem para que fique gravitacionalmente instavel e colapse

Colapso Gravitacional: R_J

- Condições de instabilidade gravitacional para uma dada nuvem ou **região de uma nuvem**:



Volume (esférico por simplicidade);

Massa (contida em V);

Raio de Jeans para o colapso:

- Em termos da **massa da nuvem (M)**: é fácil demonstrar que R_J é dado por:

$$R_J = \frac{\mu GM}{3\mathcal{R}T}$$

k_B/m_H

Colapso Gravitacional: massa de Jeans: M_J

lembrando que $M = \frac{4\pi}{3} R^3 \rho$ e $R_J = \frac{\mu GM}{3\mathfrak{R}T}$

$$M = \frac{4\pi}{3} \left(\frac{\mu GM}{3\mathfrak{R}T} \right)^3 \rho \quad \longrightarrow \quad \frac{3M}{4\pi\rho} = M^3 \left(\frac{\mu G}{3\mathfrak{R}T} \right)^3$$

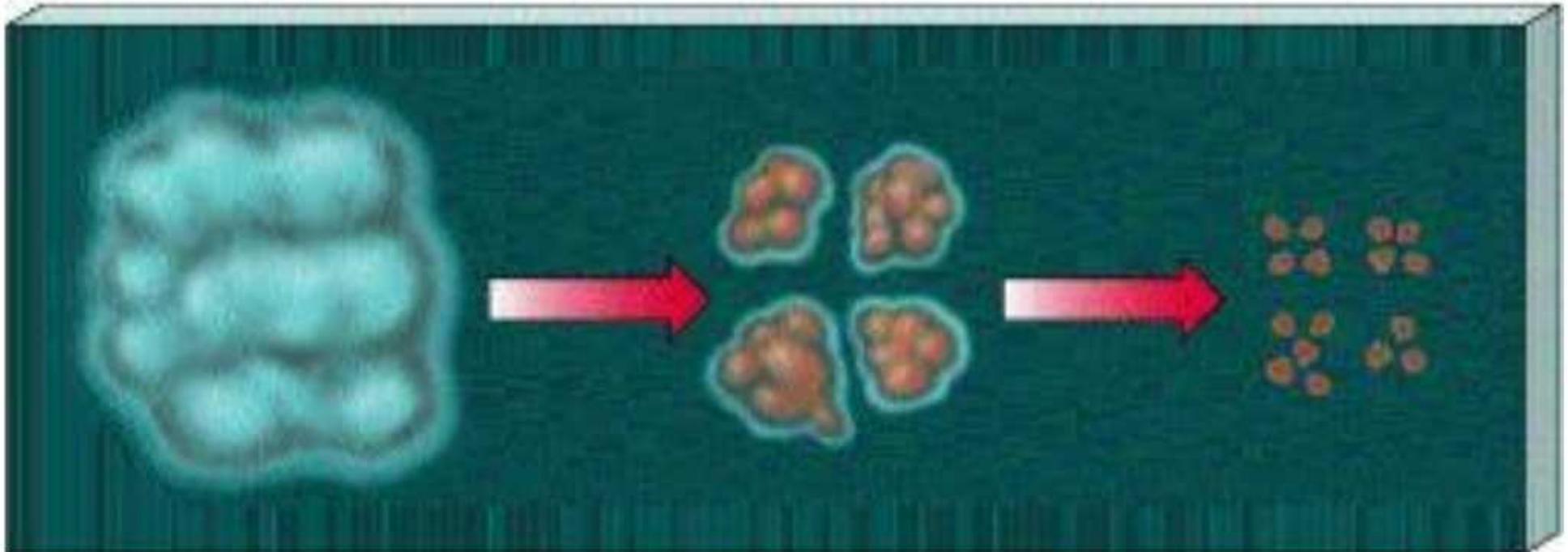
$$\frac{3}{4\pi\rho} = \left(\frac{\mu G}{3\mathfrak{R}T} \right)^3 M^2$$

$$M_J = \left(\frac{3}{4\pi\rho} \right)^{\frac{1}{2}} \left(\frac{3\mathfrak{R}T}{\mu G} \right)^{\frac{3}{2}}$$

Formação de Estrelas

Teoria: um dos **grandes desafios** da Astrofísica.

Colapso e fragmento de nuvem ???
⇒ estrela.



- **Uma vez iniciado o colapso: nuvem fragmenta-se em nuvens menores**

Processos de Colapso e Fragmentação

T e densidade da nuvem definem **uma massa mínima**
 M_J :



- Se $M > M_J \Rightarrow$ ocorre colapso \Rightarrow outra M_J .
- Se $M < M_J \Rightarrow$ nuvem estável.

$$M_J = 1,4 \times 10^{-10} \frac{T^{\frac{3}{2}}}{\mu^{\frac{3}{2}} \rho^{\frac{1}{2}}} M_{\odot}$$

→ Massa mínima para nuvem colapsar

Seja uma nuvem com $T=100\text{K}$, $\mu \sim 1$, $n \sim 1\text{cm}^{-3}$

$$\rho \sim 10^{-24} \text{ g cm}^{-3}$$

Se $M > M_J \sim 10^5 M_{\odot} \Rightarrow$ colapso pode continuar.

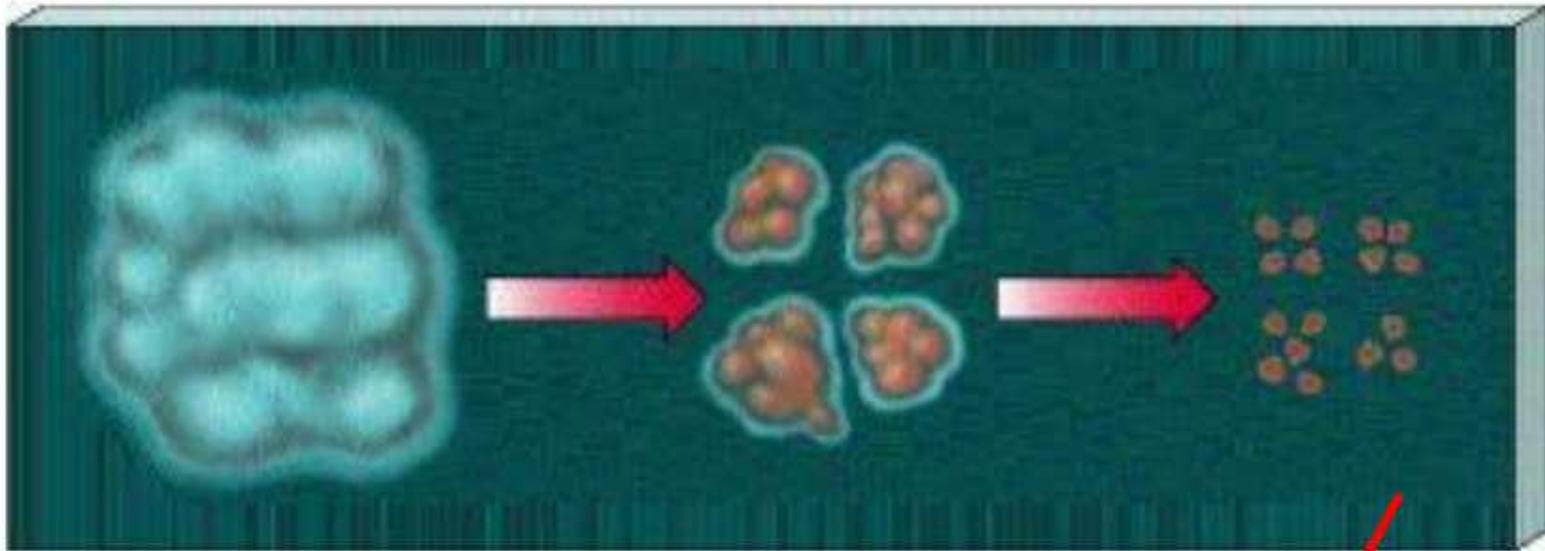


aglomerado estelar

Por outro lado, seja $T=50\text{K}$, $\mu \sim 1$ e $n \sim 10^6 \text{cm}^{-3}$

Se $M > M_J \sim 40 M_{\odot} \Rightarrow$ **uma única estrela se forma.**

Processos de Colapso e Fragmentação



Fragmentação segue-se naturalmente

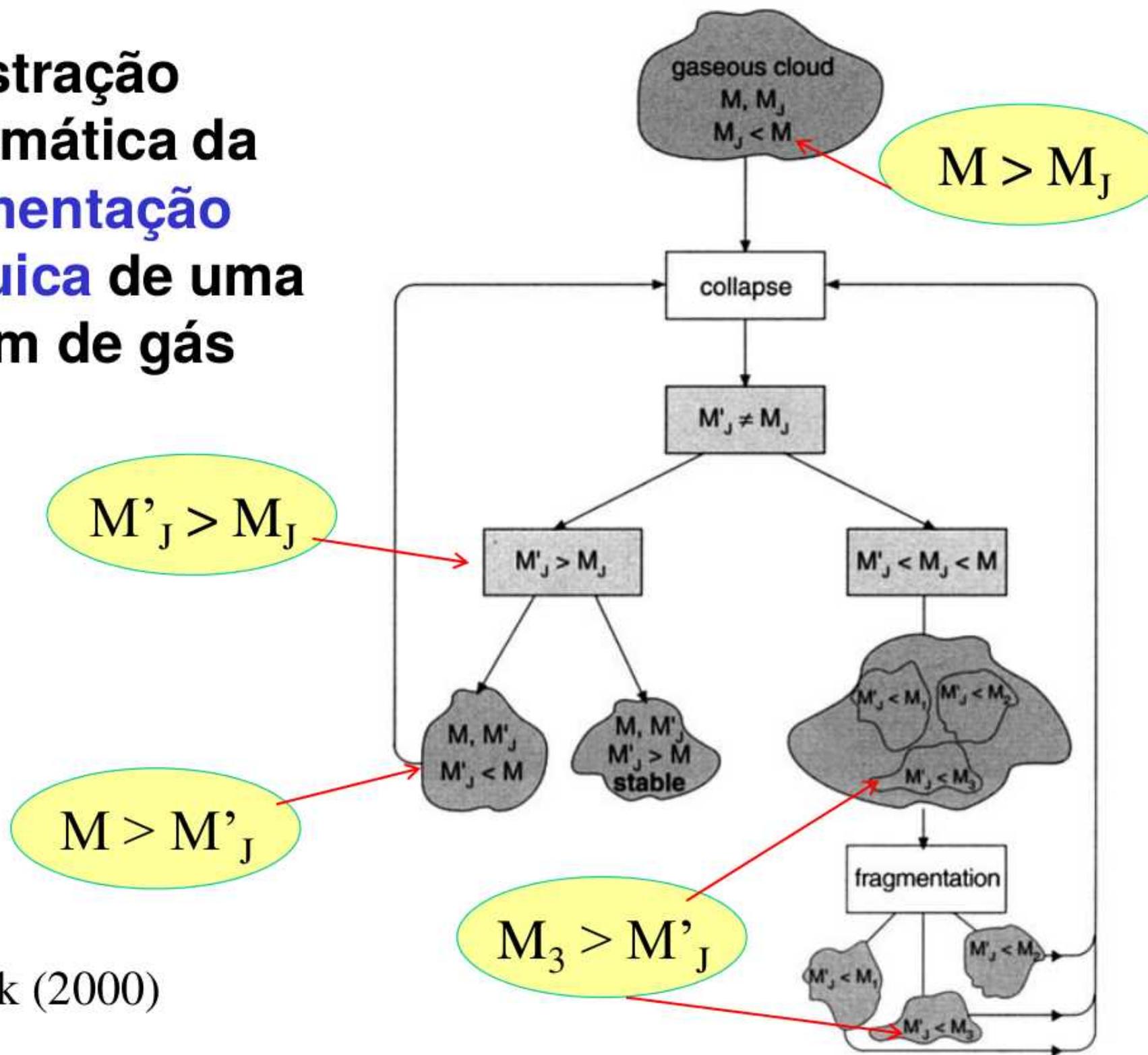
Dezenas, centenas de milhares de fragmentos

Cada fragmento resultante: colapsa em uma estrela

Fragmentação cessa quando: densidade do fragmento
tão alta que radiação não escapa:

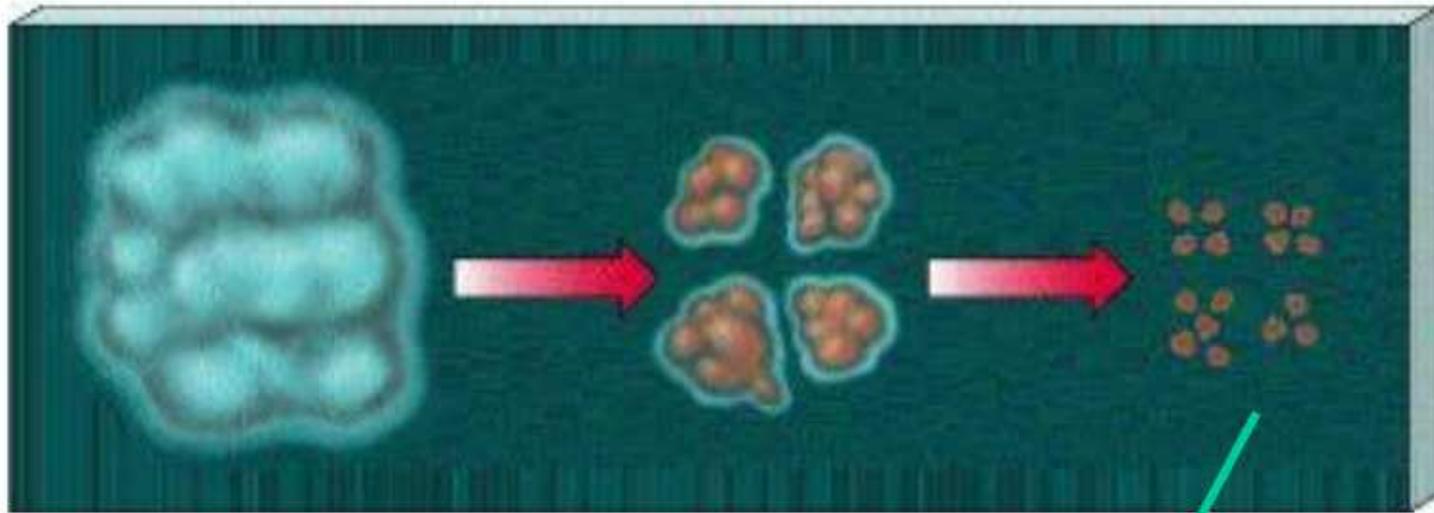
T cresce \rightarrow P cresce \rightarrow e fragmentação PARA \rightarrow mas
contração do fragmento continua \rightarrow formar estrela

Ilustração esquemática da fragmentação hierárquica de uma nuvem de gás



D. Prialnik (2000)

Processos de Colapso e Fragmentação



Um fragmento destinado a formar uma estrela como o SOL:

$M = 1$ a 2 massas solares

$R = 10^6$ raios solares

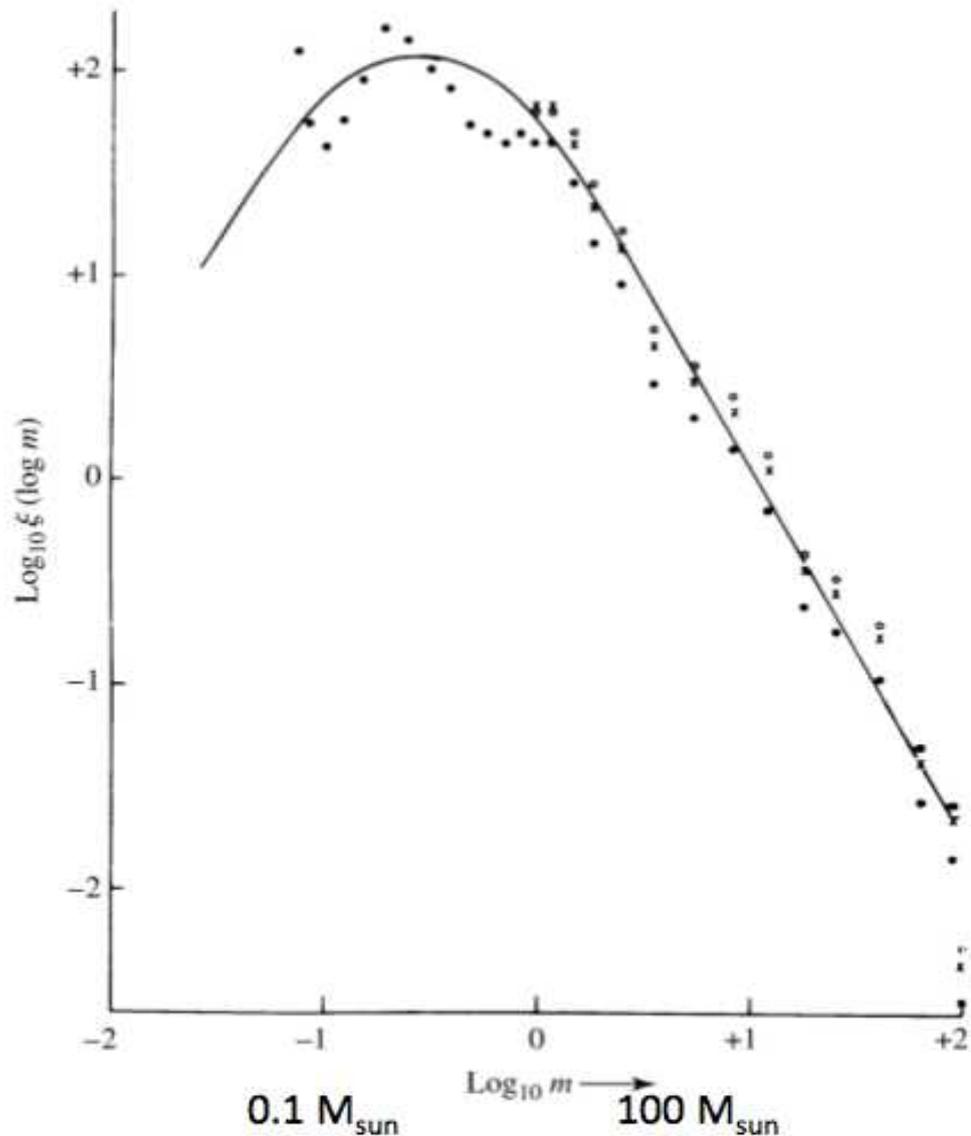
$n_c = 10^{12} \text{ m}^{-3}$

$T_s = 10 \text{ K}$ (similar a da nuvem mae)

$T_c = 100 \text{ K}$

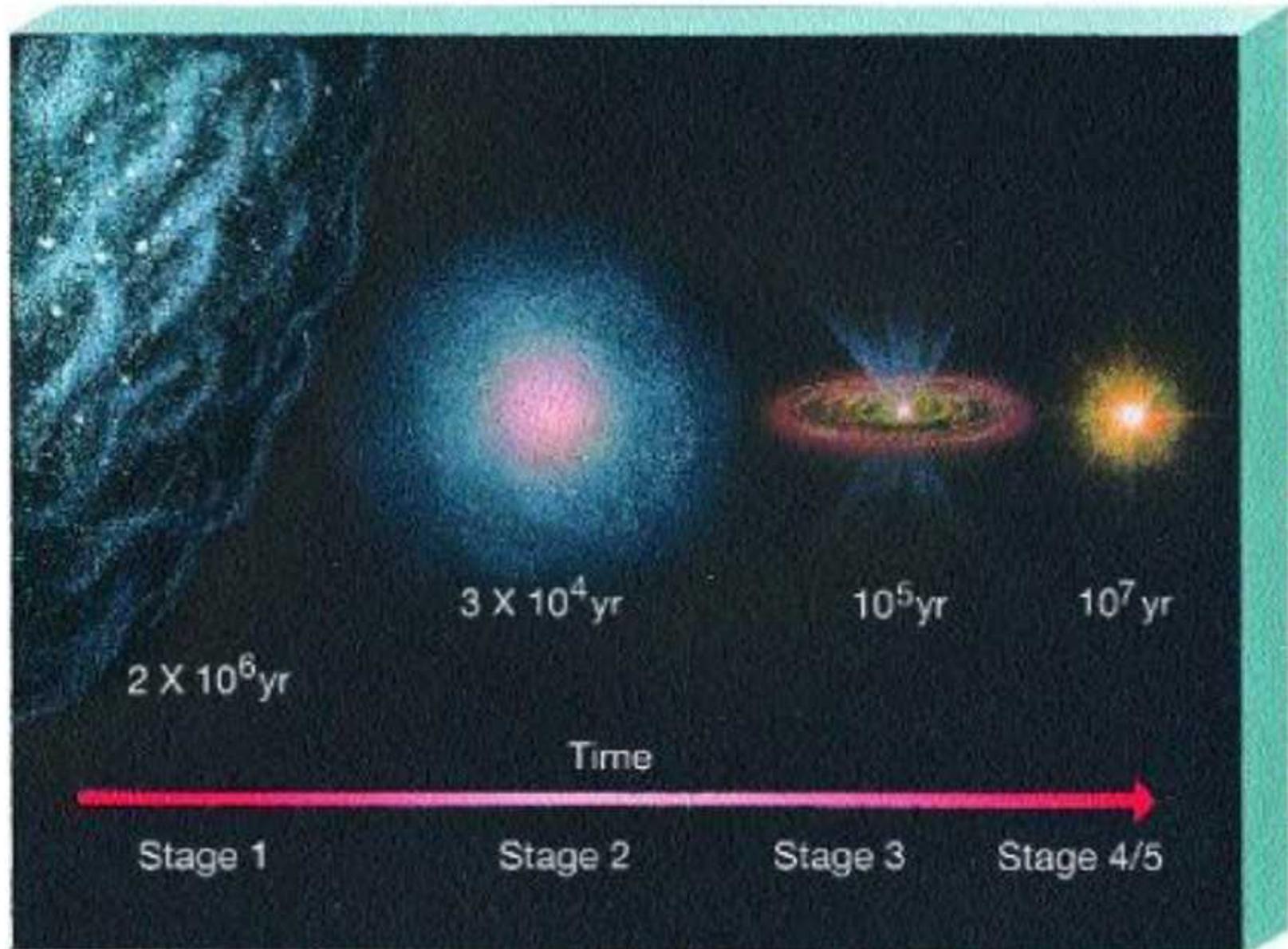
→ Estagio 2

Função de massa inicial (IMF)

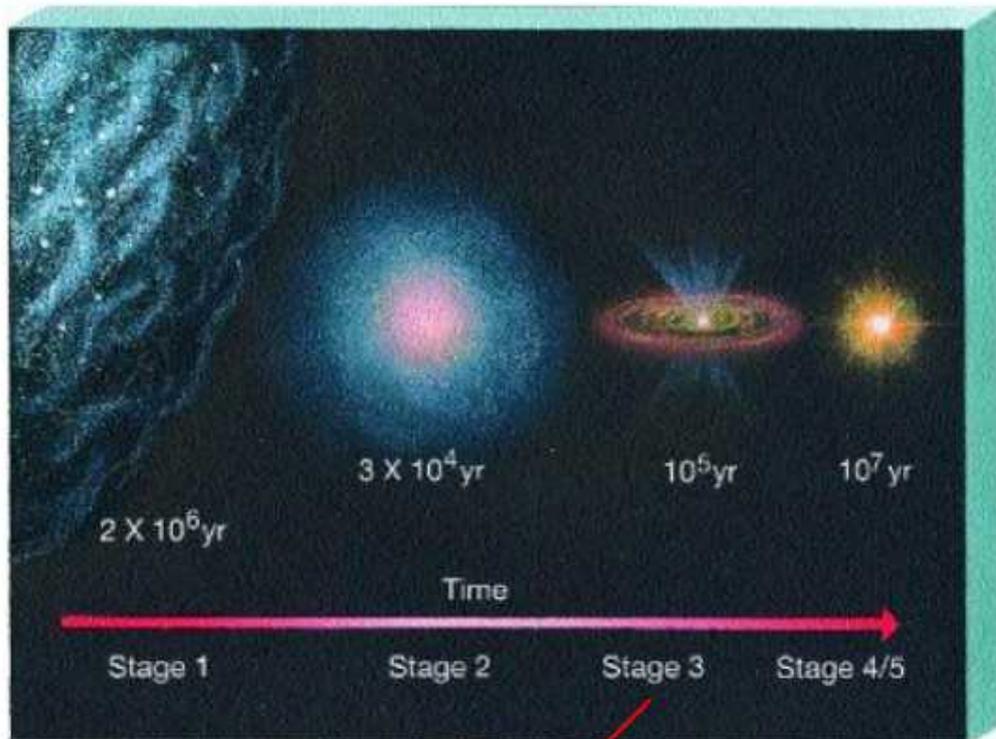


Estrelas de baixa massa são comuns, enquanto estrelas de alta massa são raras, devido aos processos de fragmentação da nuvem durante o colapso.

Estágios da formação estelar



Estágios da formação estelar



Apos poucos 10^6 anos:

Estagio 3:

$$T_s = 3000 \text{ K}$$

$$T_c = 10^6 \text{ K} \quad n_c = 10^{24} \text{ m}^{-3}$$

Regiao central do fragmento:

PROTOESTRELA densa e opaca

densidade central segue crescendo

parte externa: fotosfera em volta do esferoide central

$$R(\text{protoestrela}) = 100 - 20 R_{\text{sol}}$$

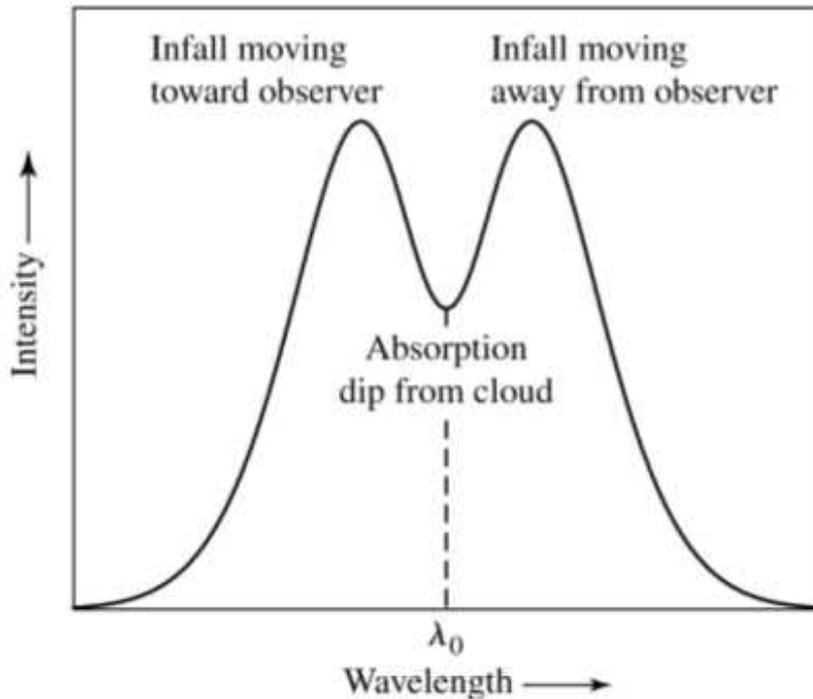
Partes externas irradiam:

$$L = \sigma T^4 4\pi R^2$$

$$L = 100 - 1000 L_{\text{sol}}$$

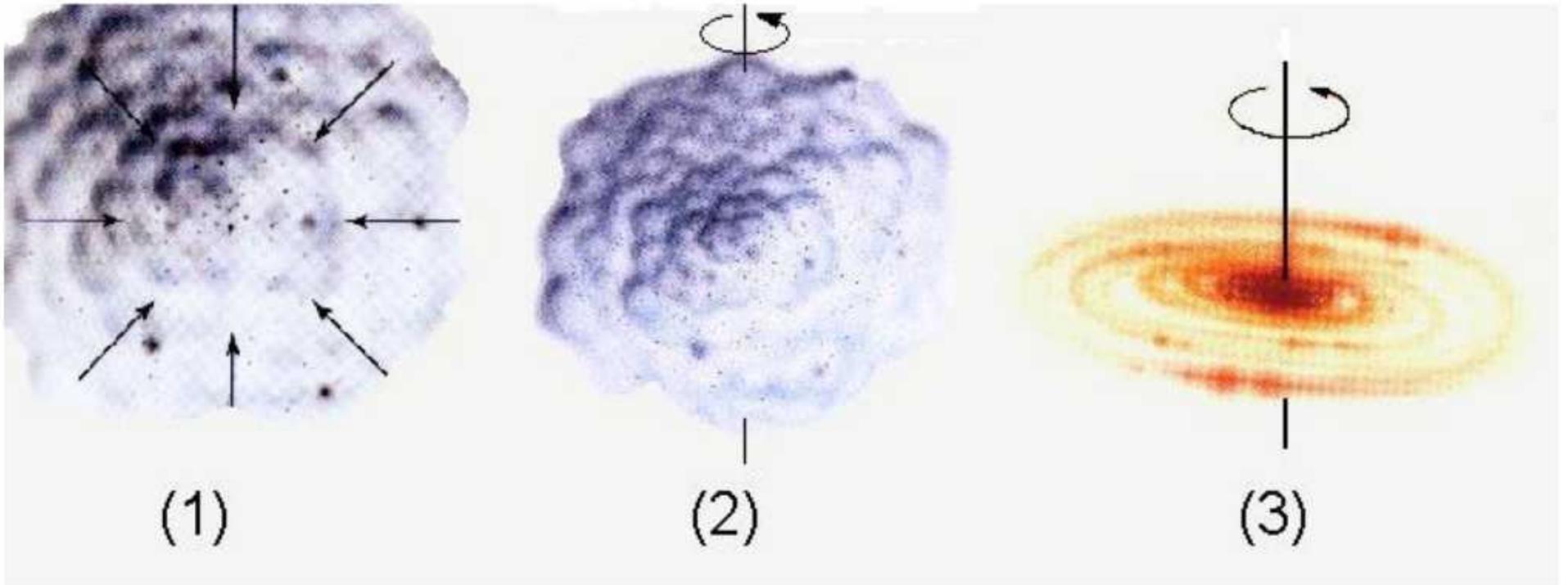
A protoestrela, durante o colapso, encontra-se muito embebida na poeira e a fase de colapso é rápida, o que implica que protoestrelas são raras e difíceis de serem observadas.

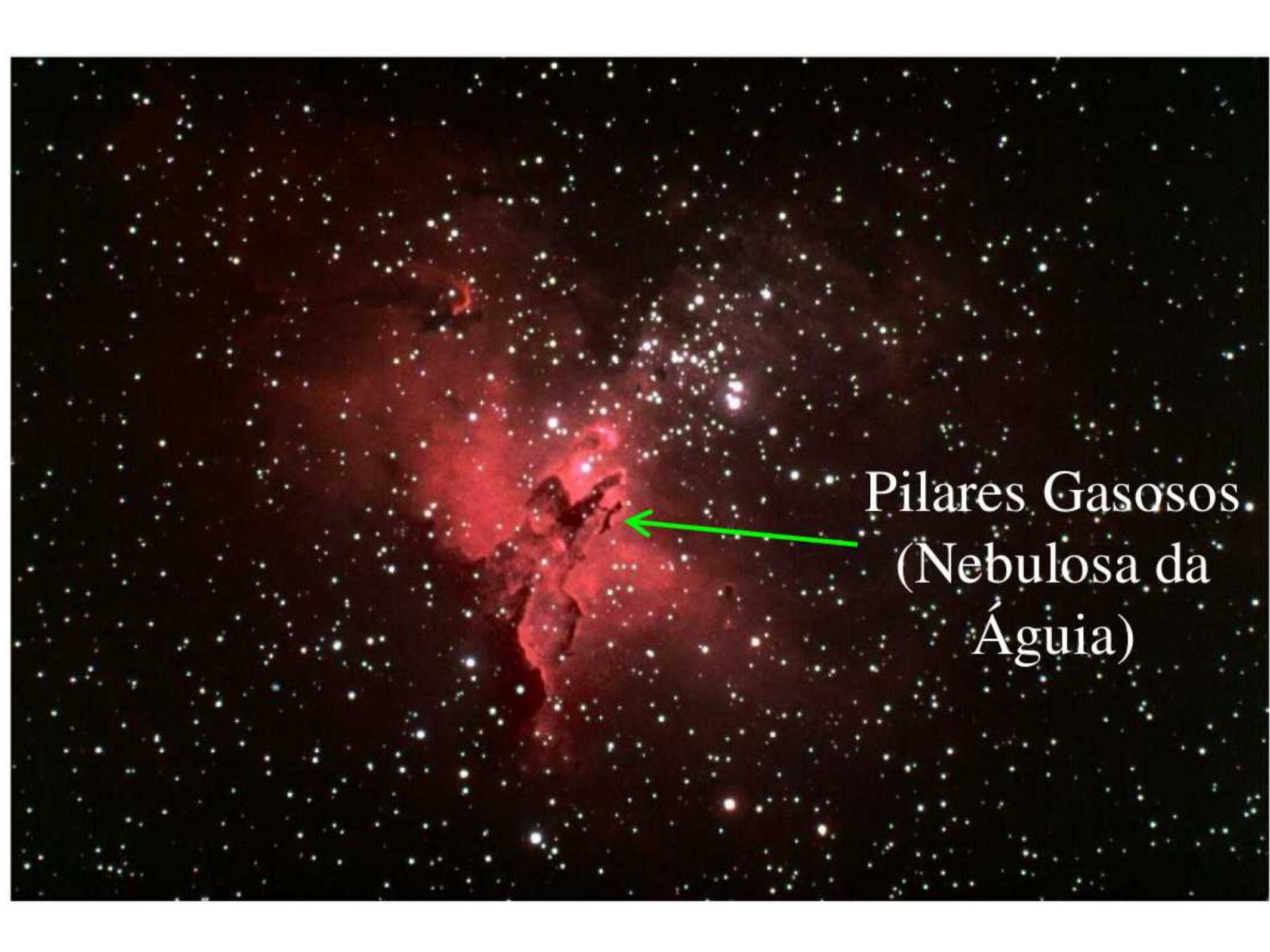
Evidência observacional do colapso protoestelar vem de perfis de linha no mm e sub-mm.



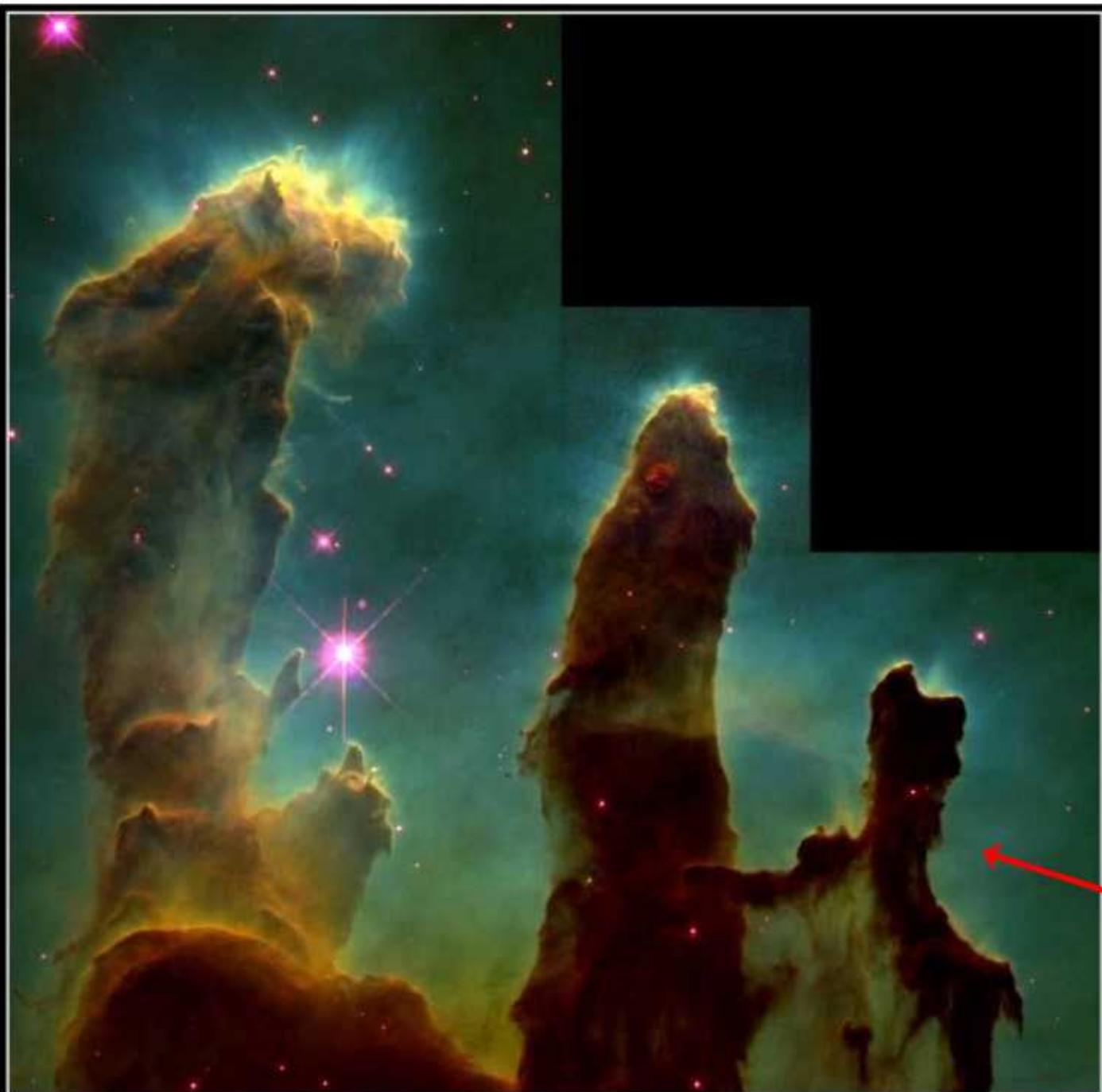
O perfil da linha mostra asas desviadas por efeito Doppler devido ao material em queda. A absorção central é produzida por material frio, entre o observador e a fonte da linha (o núcleo quente). A parte da asa desviada para o vermelho vem de material na frente da região central, afastando-se do observador. A asa desviada para o azul corresponde a material na parte de trás da nuvem, caindo em direção ao núcleo e ao observador.

Etapas da Formação Protoestelar





Pilares Gasosos
(Nebulosa da
Água)

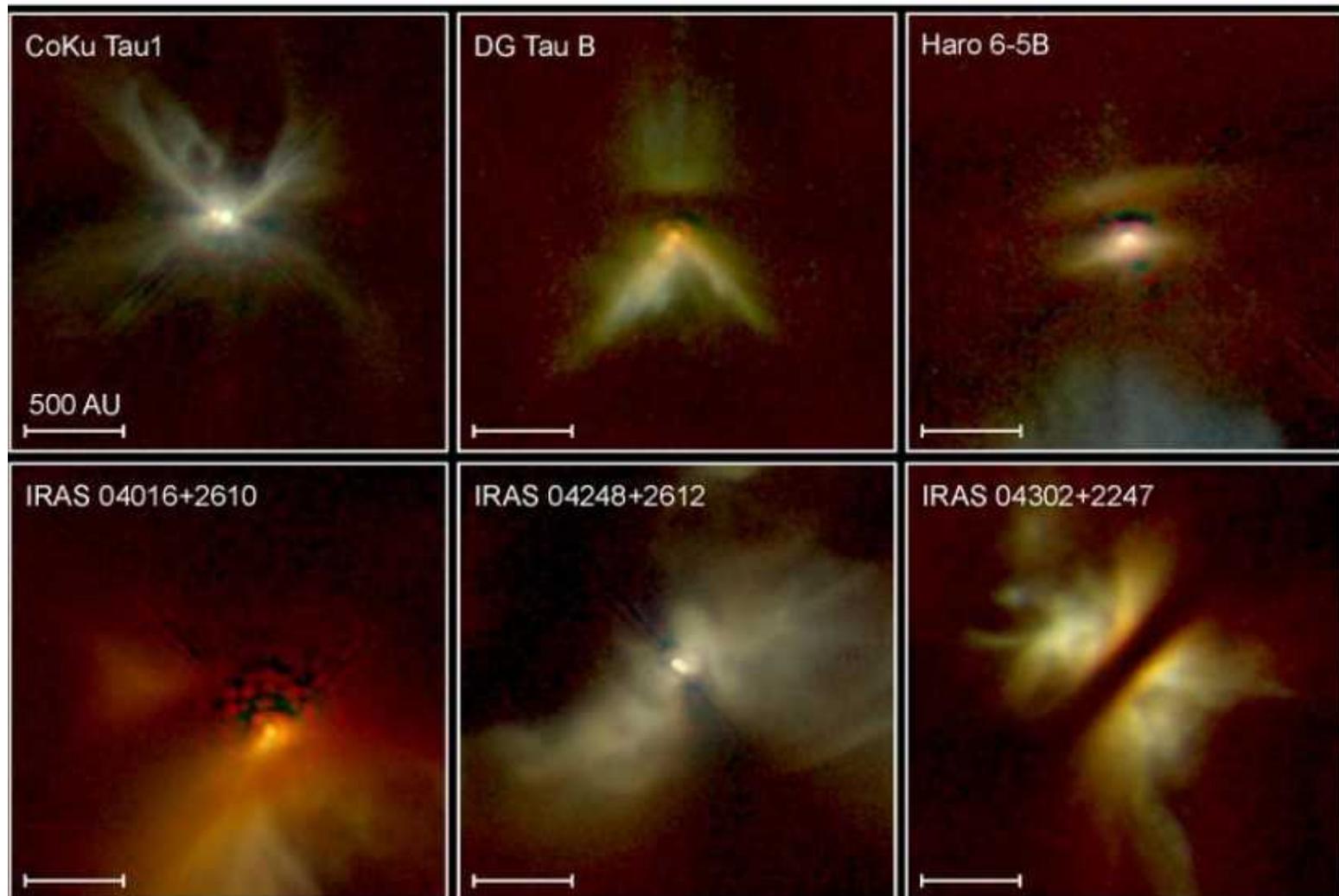


Gaseous Pillars · M16

HST · WFPC2

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

Evidências de discos protoestelares



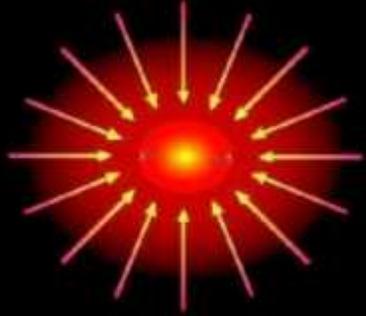
Poeira + gas ao redor da protoestrela: invisível no óptico pois grãos de poeira absorvem radiação da estrela e re-emitem em λ s mais frios (IV)

Young Stellar Disks in Infrared

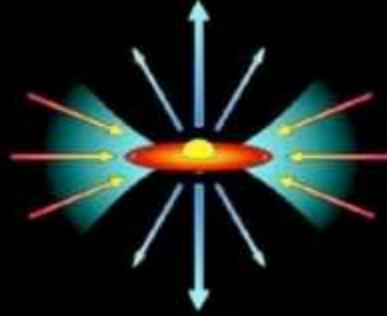
HST • NICMOS

PRC99-05a • STScI OPO
D. Padgett (IPAC/Caltech), W. Brandner (IPAC), K. Stapelfeldt (JPL) and NASA

Modelo



10 000 UA
 $t=0$
colapso gravitacional



500 UA
 $t=10^5 - 10^6$ anos
Estrela T Tauri, disco e ventos



200 UA
 $t=10^6 - 10^7$ anos
Estrela Pós-T Tauri, disco remanescente

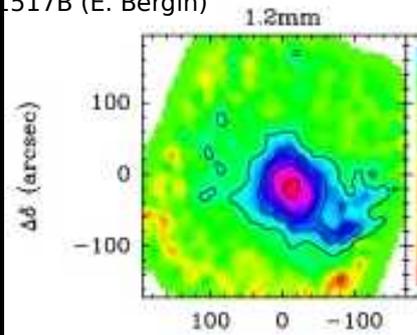


100 UA
 $t > 10^7$ anos
Estrela formada, sistema planetário

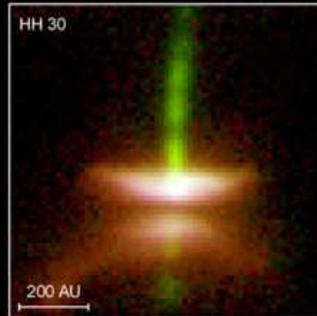
Fig. McCaughrean

Observação

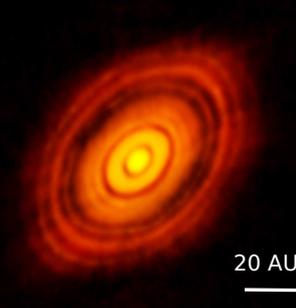
517B (E. Bergin)



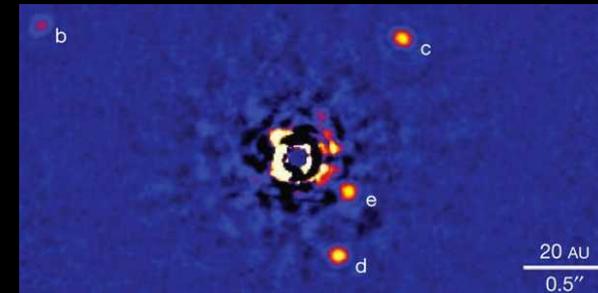
HH 30 - HST - óptico (Burrows)



HL Tau - ALMA - 1.3 mm



HR 8799 - Keck nIR (Marois)



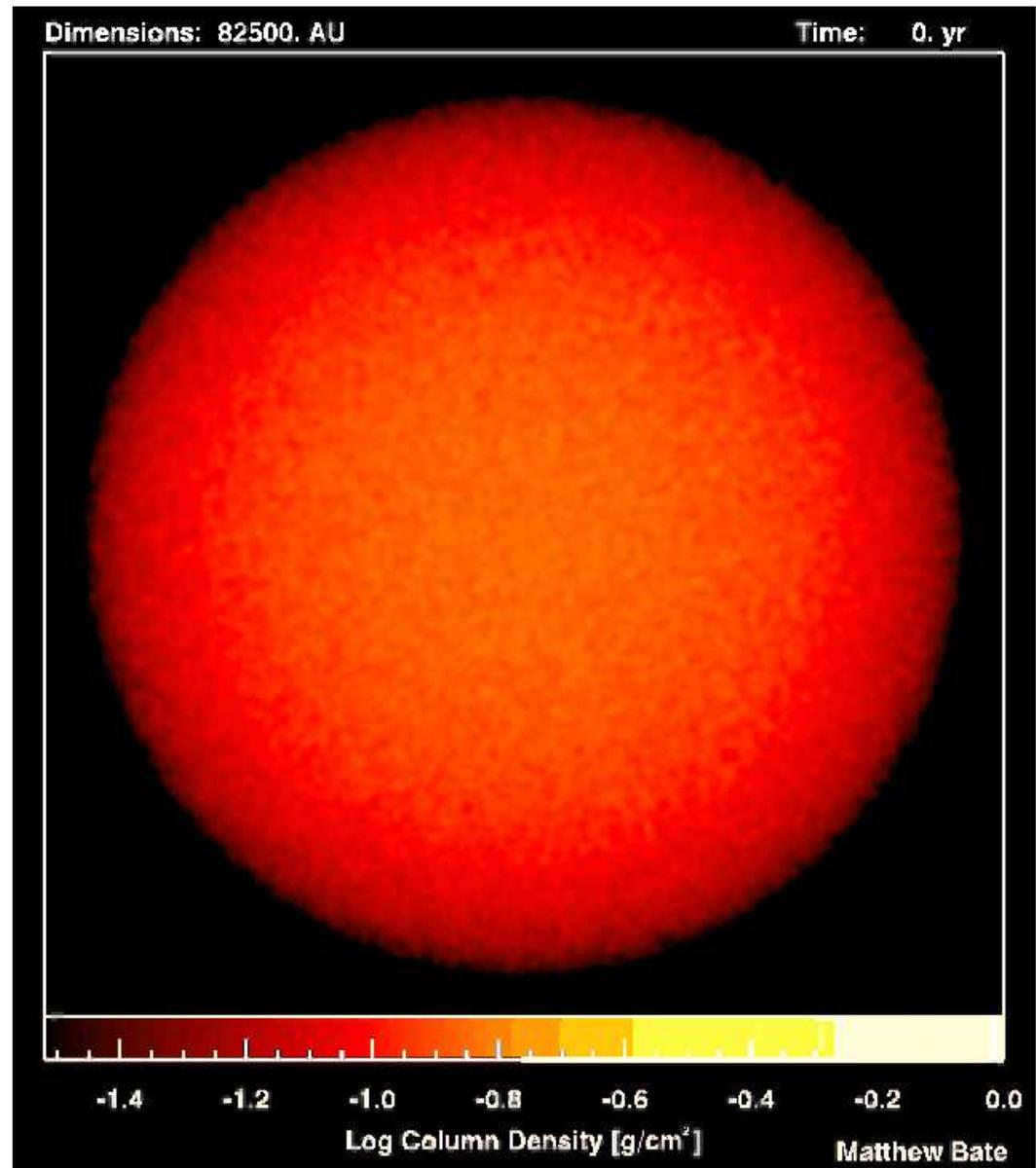
The Formation of Stars and Brown Dwarfs and the Truncation of Protoplanetary Discs in a Star Cluster

Matthew R. Bate, Ian A. Bonnell, and Volker Bromm

The calculation models the collapse and fragmentation of a molecular cloud with a mass 50 times that of our Sun. The cloud is initially 1.2 light-years (9.5 million million kilometres) in diameter, with a temperature of 10 Kelvin.

The cloud collapses under its own weight and very soon stars start to form. Surrounding some of these stars are swirling discs of gas which may go on later to form planetary systems like our own Solar System.

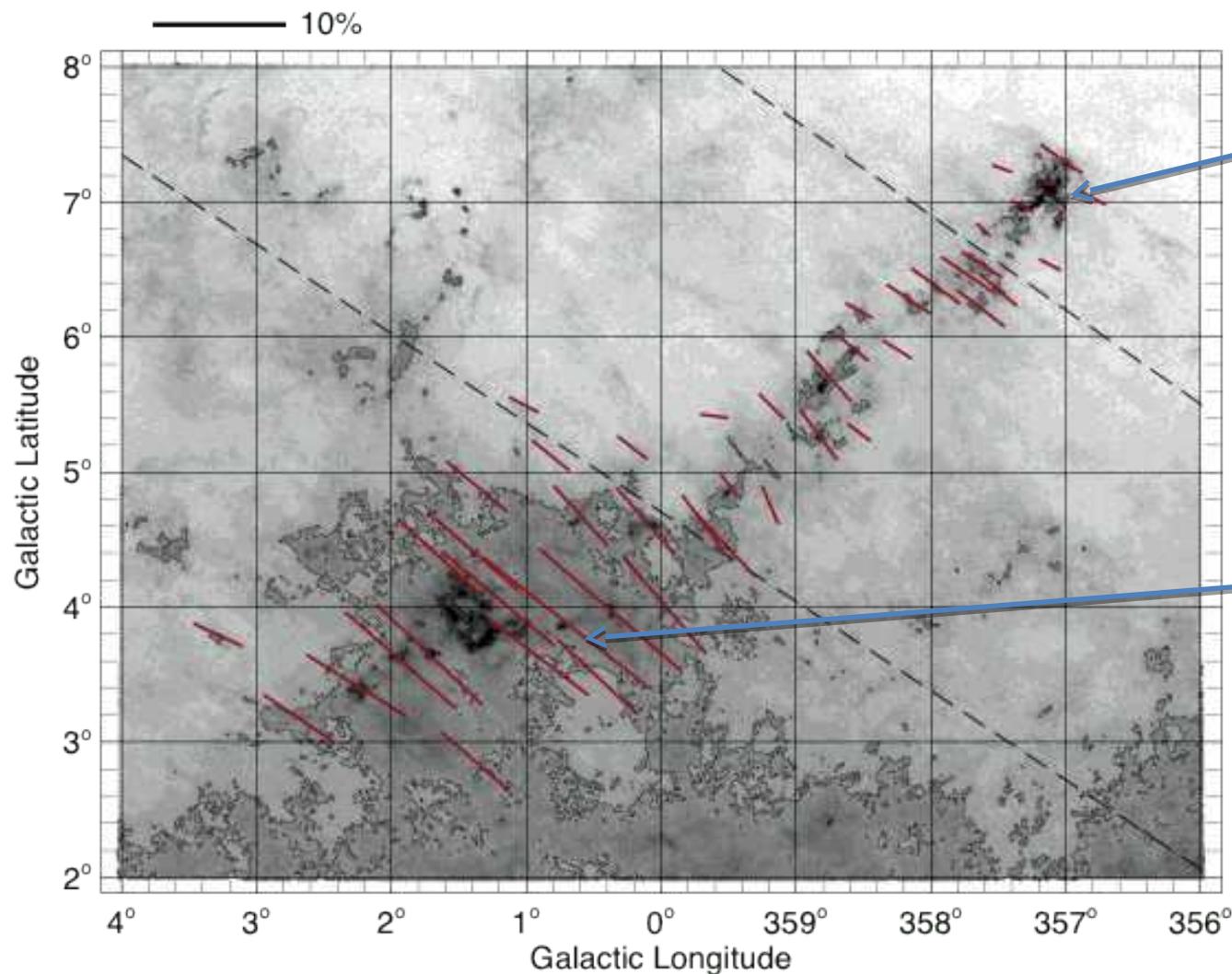
The calculation took approximately 100,000 CPU hours running on up to 64 processors on the UKAFF supercomputer. In terms of arithmetic operations, the calculation required approximately 10^{16} FLOPS (i.e. 10 million billion arithmetic operations).



<http://www.ukaff.ac.uk/starcluster/>

Efeito do campo magnético

Nebulosa do cachimbo (Pipe nebula)

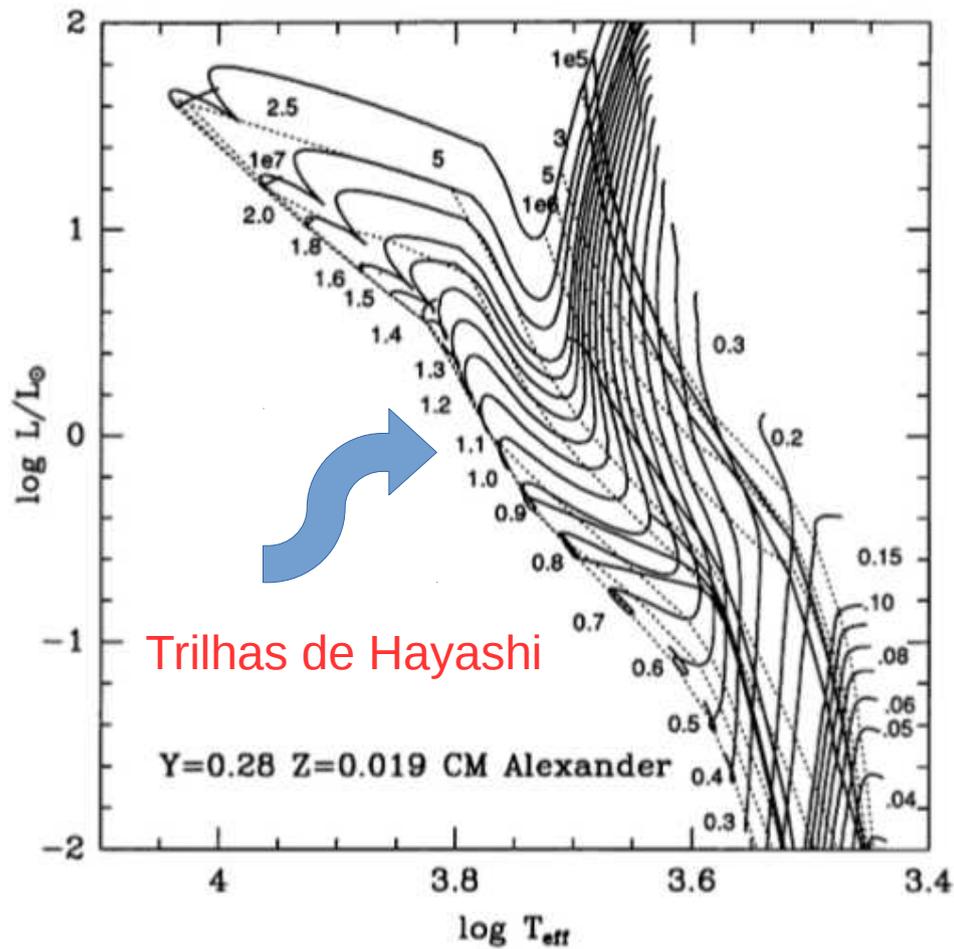


Tempo de contração em direção à SP

| Initial Mass (M_{\odot}) | Contraction Time (Myr) |
|------------------------------|------------------------|
| 60 | 0.0282 |
| 25 | 0.0708 |
| 15 | 0.117 |
| 9 | 0.288 |
| 5 | 1.15 |
| 3 | 7.24 |
| 2 | 23.4 |
| 1.5 | 35.4 |
| 1 | 38.9 |
| 0.8 | 68.4 |

Estrelas massivas formam-se em aglomerados e evoluem rapidamente. Suas radiações intensas dispersam a nuvem antes que muitas das estrelas de baixa massa tenham a chance de se desenvolver. Este é mais um fator que ajuda a explicar a baixa eficiência da formação estelar.

Evolução na Pré-Sequência Principal



D'Antona & Mazzitelli, 1994, ApJS 90, 467

As estrelas continuam a aumentar suas temperaturas à medida que o material é adicionado.

Com o aumento de T , vem o aumento da opacidade (H^{-}) à medida que elementos pesados com baixo potencial de ionização são parcialmente ionizados e os envelopes das estrelas tornam-se convectivos.

As trilhas de Hayashi são quase verticais, mostrando uma queda de luminosidade a temperatura quase constante. Estas trilhas representam limites entre modelos de estrelas possíveis (esquerda) e proibidos (direita) em equilíbrio hidrostático.

À medida que um núcleo radiativo se desenvolve, a luminosidade começa a aumentar. A estrela contrai-se e esquenta. O ciclo CNO e os 2 primeiros passos da cadeia PP I se iniciam, o que aumenta o gradiente de temperatura e começa a convecção no núcleo, que se expande e atinge o equilíbrio.