

3) Evolução estelar I

A formação



Gaseous Pillars · M16

HST · WFPC2

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

“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

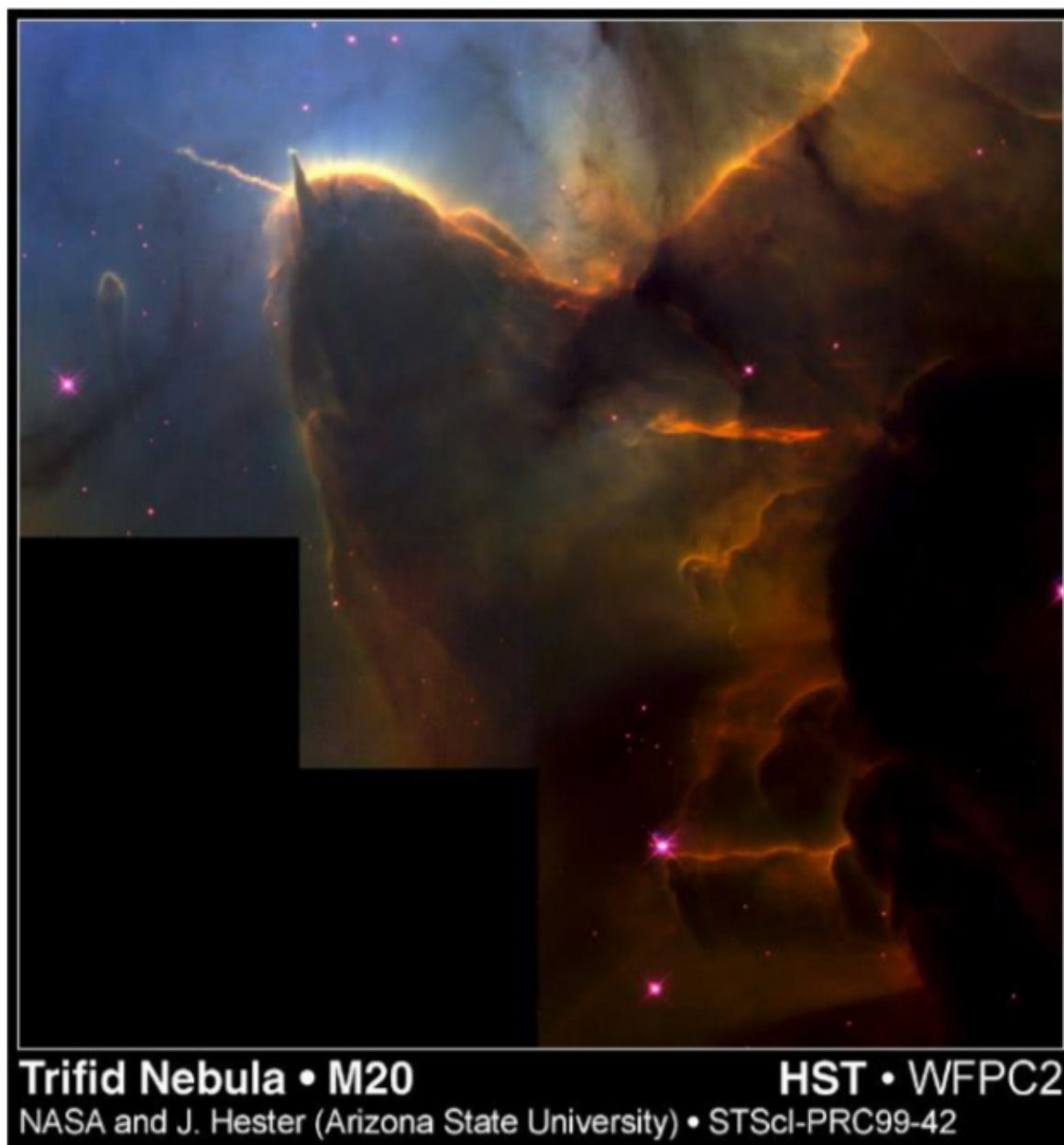
Pilares Gasosos
(Nebulosa da
Águia)



Formação de Estrelas

Nuvens de gas
e poeira em 1
galaxia:

berçários 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**

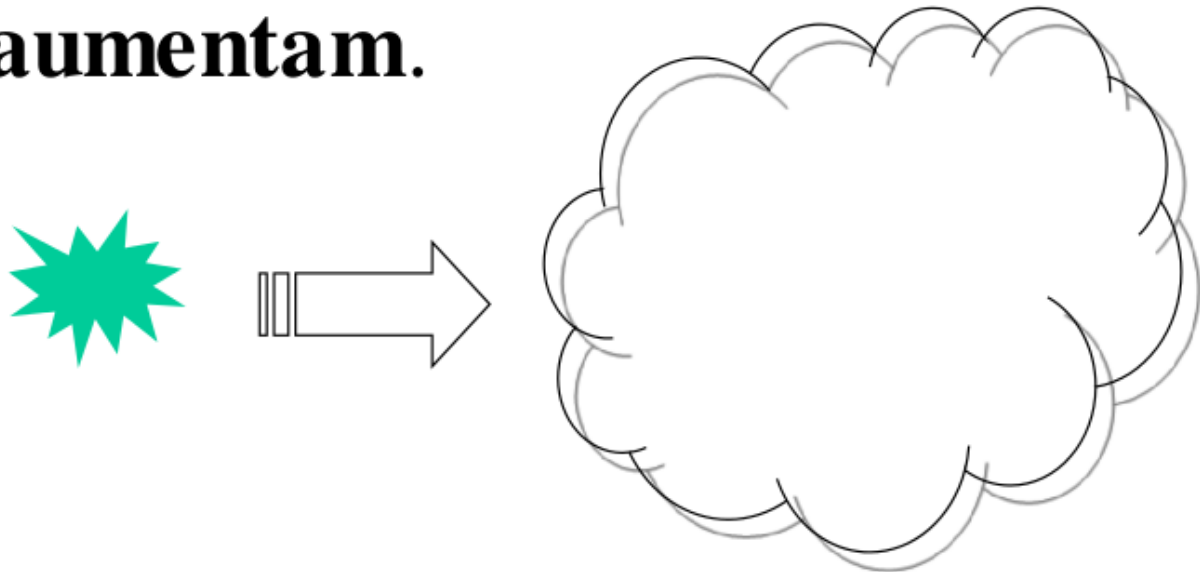
Formação de Estrelas

- Em linhas gerais, veremos processo basico para formação de estrelas:
 - ⇒ **fragmentação e contracao de uma nuvem**
- Porem, 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 pressao de estrelas quentes O**

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 $\rightarrow F_G$ 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:

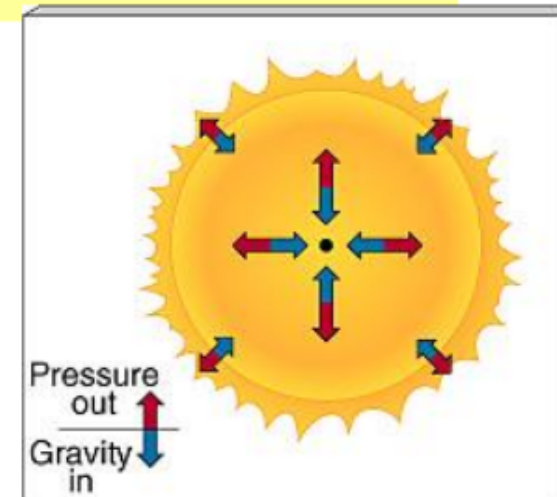
$$P = \frac{\rho k_B T}{\mu m_H}$$



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** :

→ $F_G > F_{\text{pressao}}$

→ $M > \frac{k_B T R}{G \mu m_H}$

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

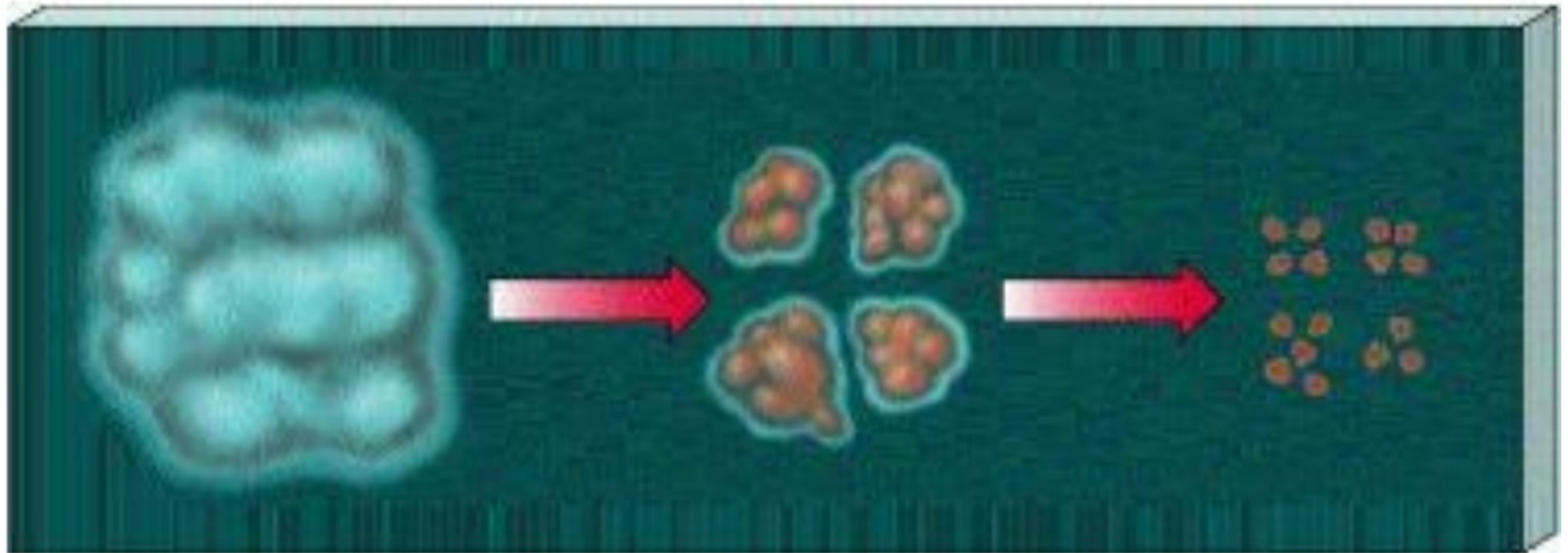
$$R > \frac{[k_B T]^{1/2}}{[G \rho \mu m_H]^{1/2}}$$

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

Formação de Estrelas

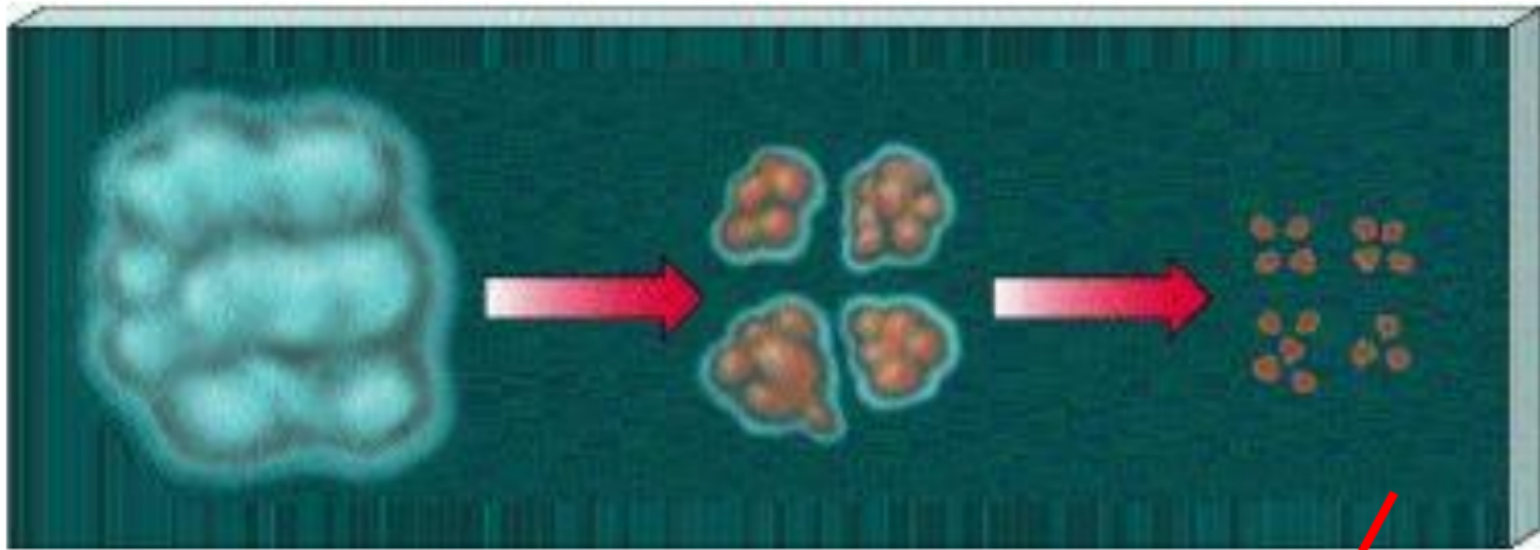
Teoria: um dos **grandes desafios** da Astrofísica.

Colapso e fragmento de nuvem ???
⇒ estrela.



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

Processos de Colapso e Fragmentação



Fragmentação segue-se naturalmente

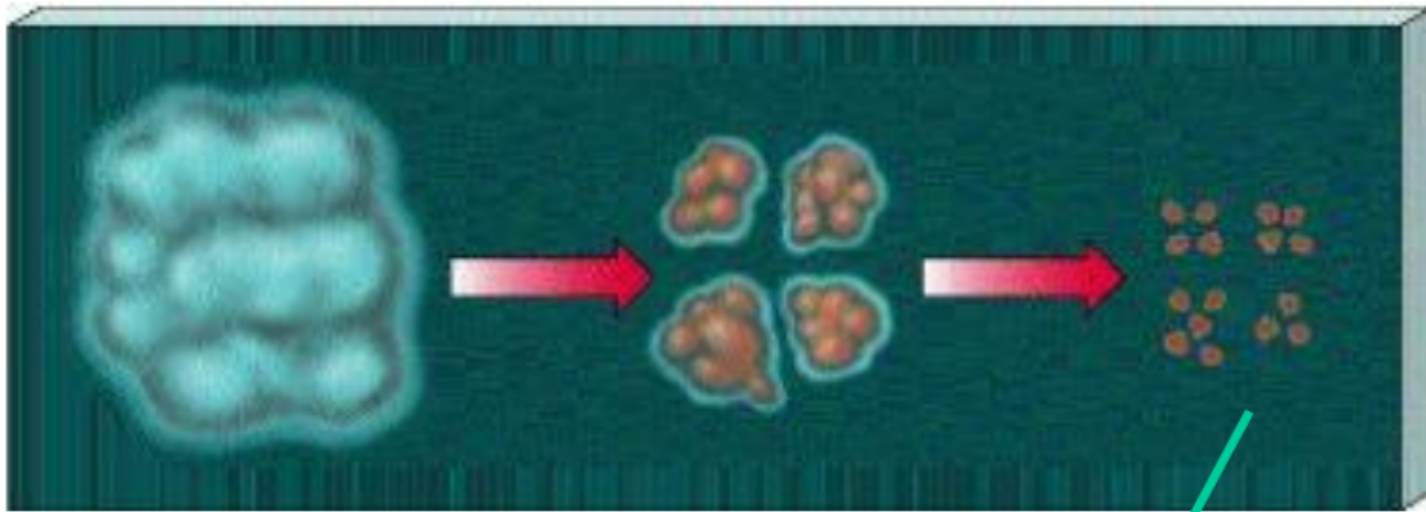
Dezenas, centenas de milhares de fragmentos

Cada fragmento resultante: colapsa em uma estrela

Fragmentação cessa quando: densidade do fragmento
tao alta que radiação nao escapa:

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

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

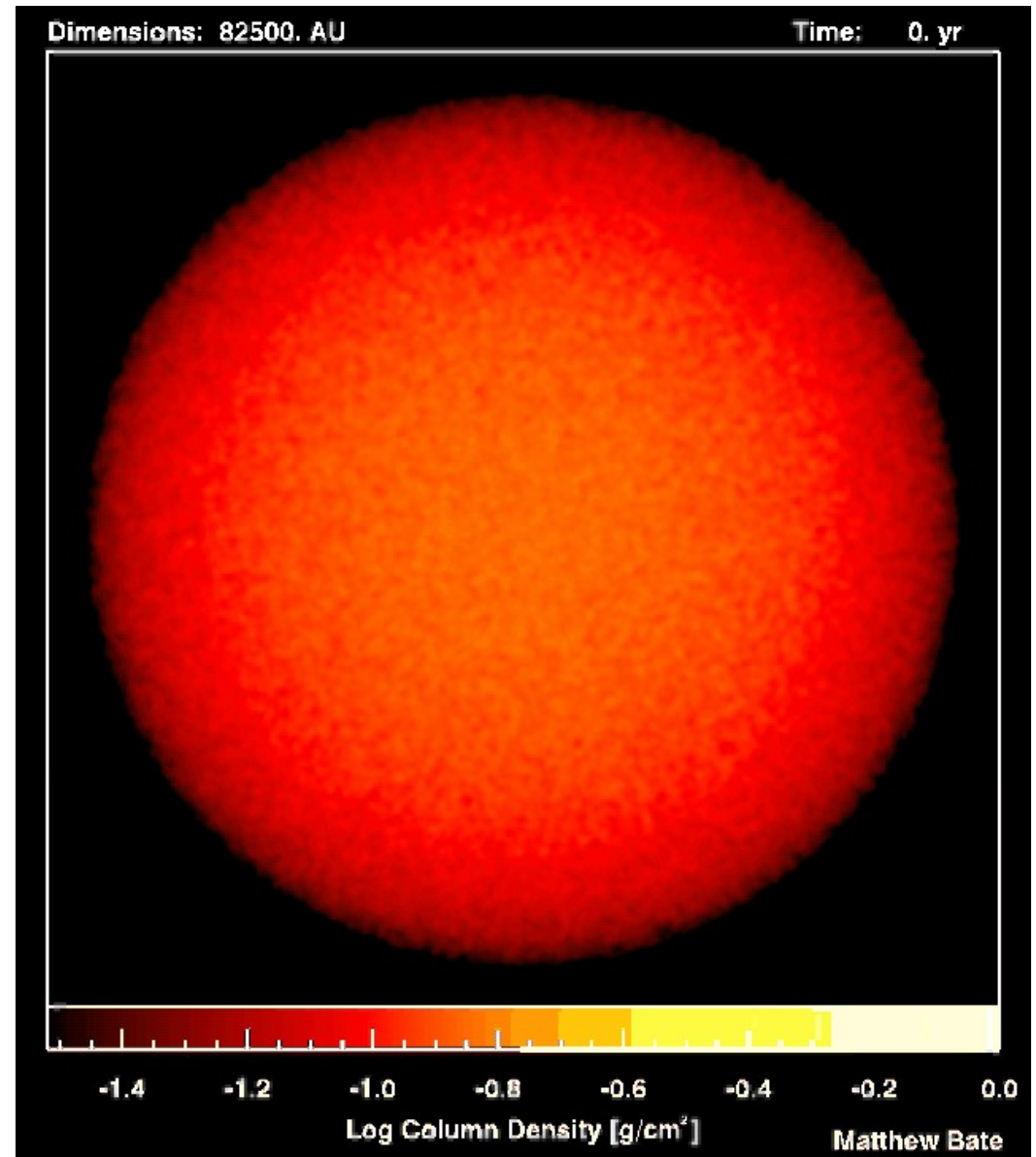
The Formation of Stars and Brown Dwarfs and the Truncation of Protoplanetary Discs in a Star Cluster

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).



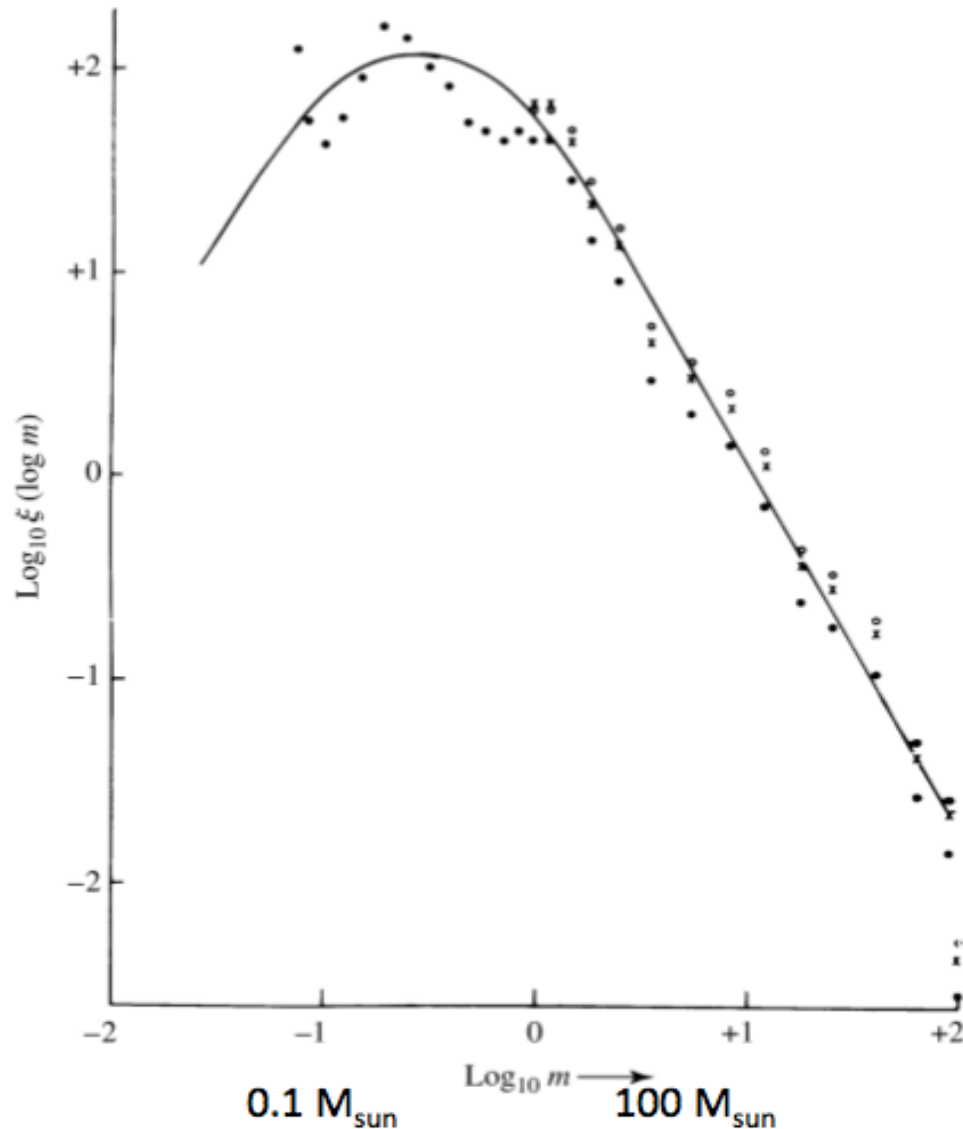
Estágios de Formação Estelar

Visível

Infra vermelho

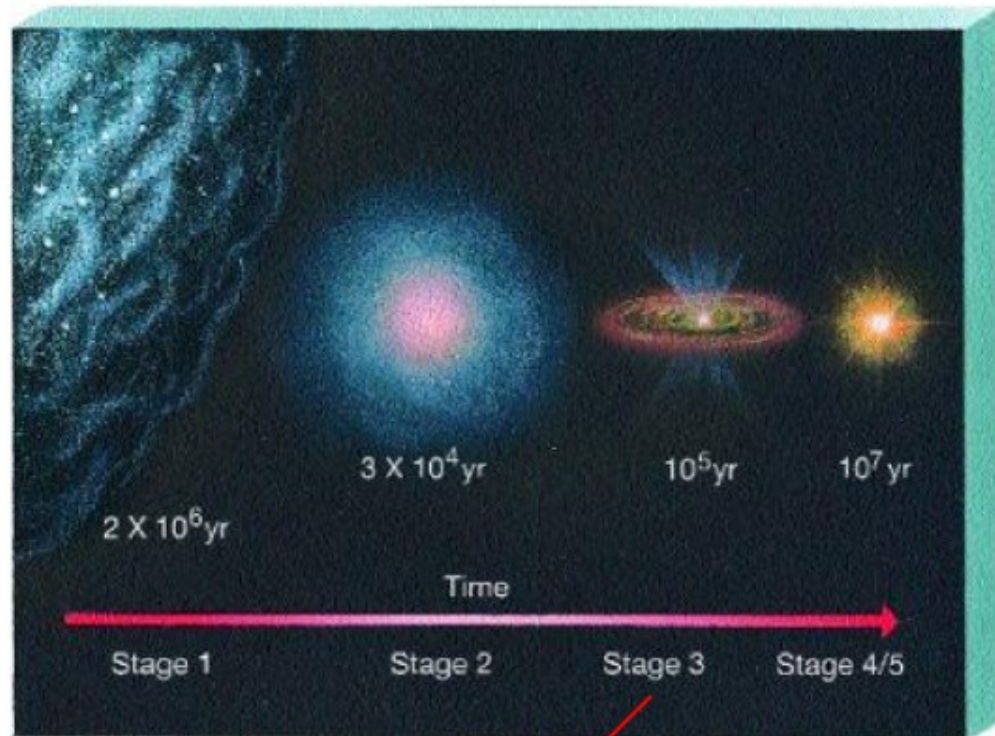
Aglomerado do trapézio

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



Partes externas irradiam:

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

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

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:

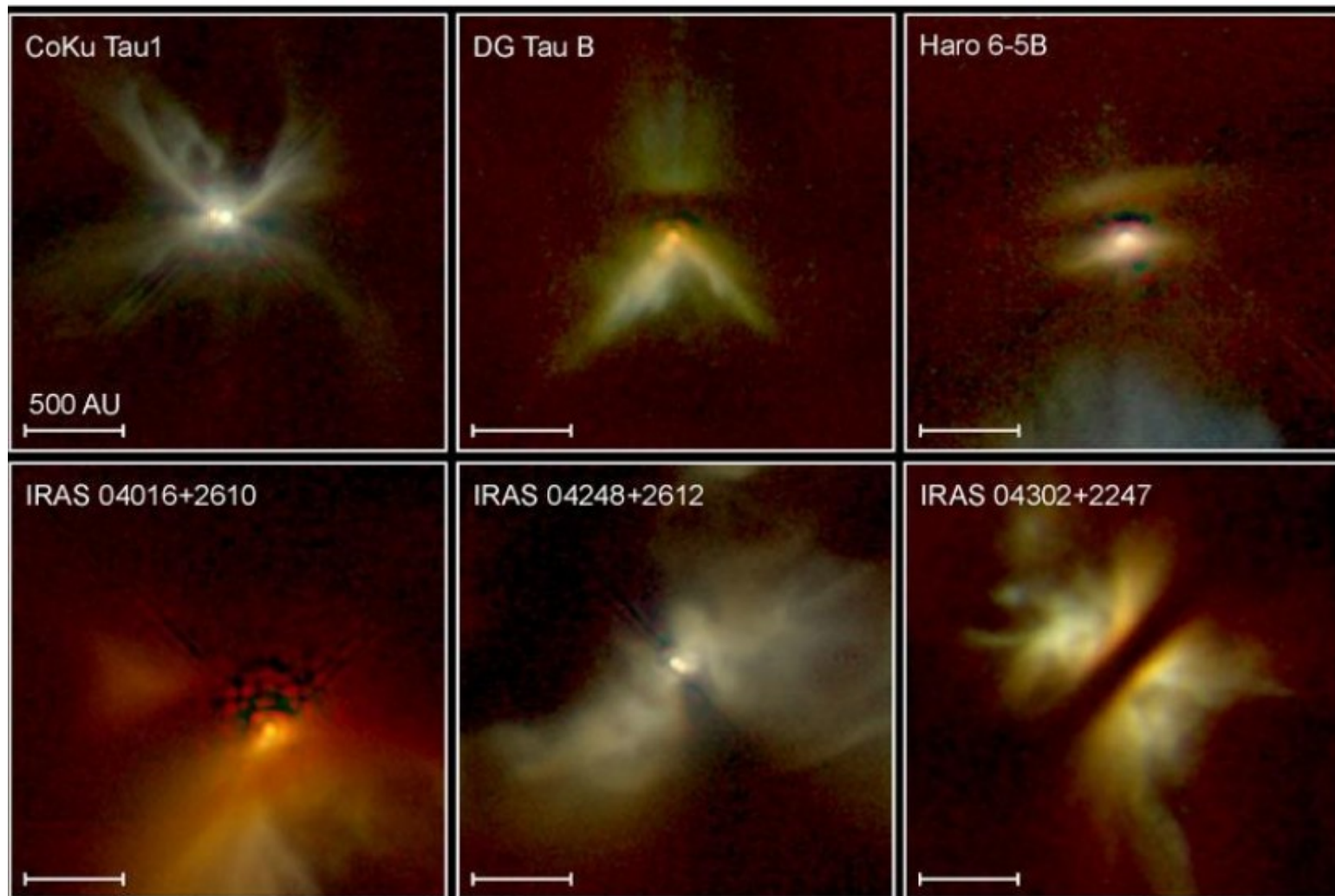
PROTOESTRELA densa e opaca

densidade central segue crescendo

parte externa: fotosfera em volta do esferoide central

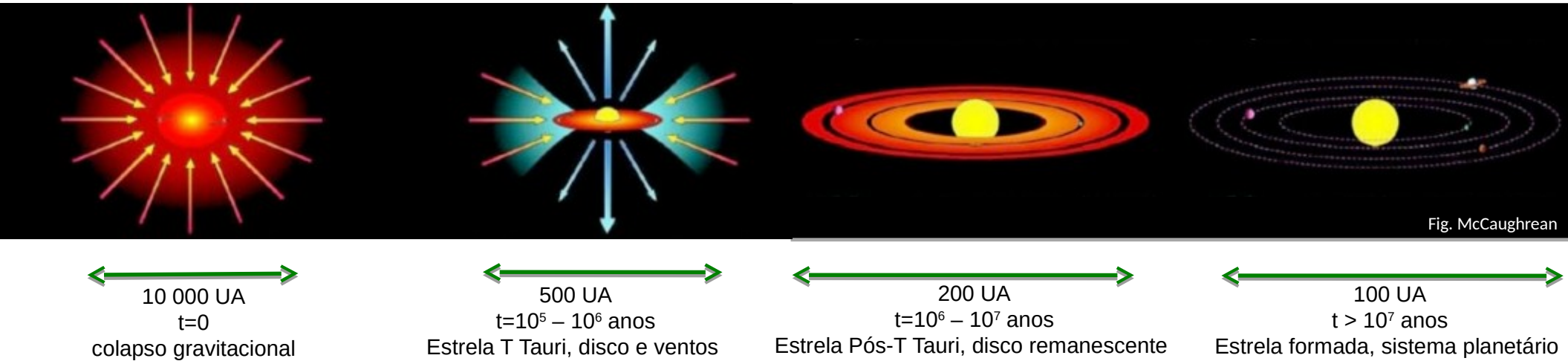
$$R(\text{protoestrela}) = 100 - 20 R_{\text{sol}}$$

Evidências de discos protoestelares



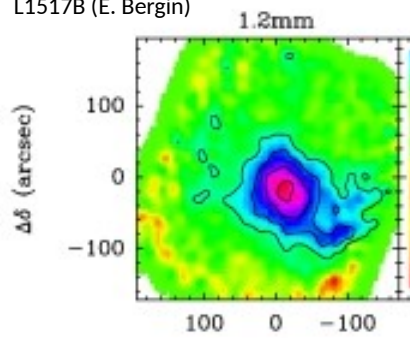
Poeira + gas ao redor da protoestrela: invisível no óptico pois grãos de poeira absorvem radiação da estrela e re-emitem em λ s mais frios (IV)

Modelo

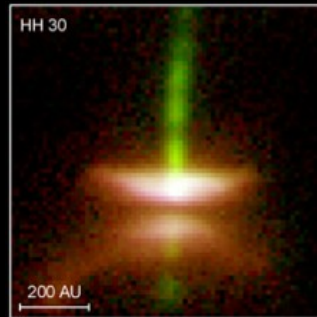


Observação

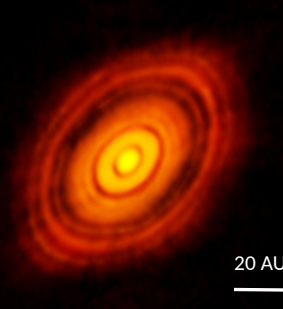
L1517B (E. Bergin)



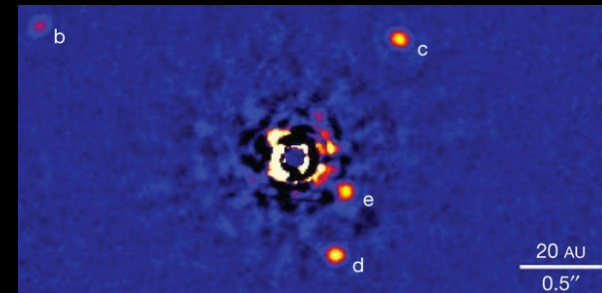
HH 30 - HST - óptico (Burrows)



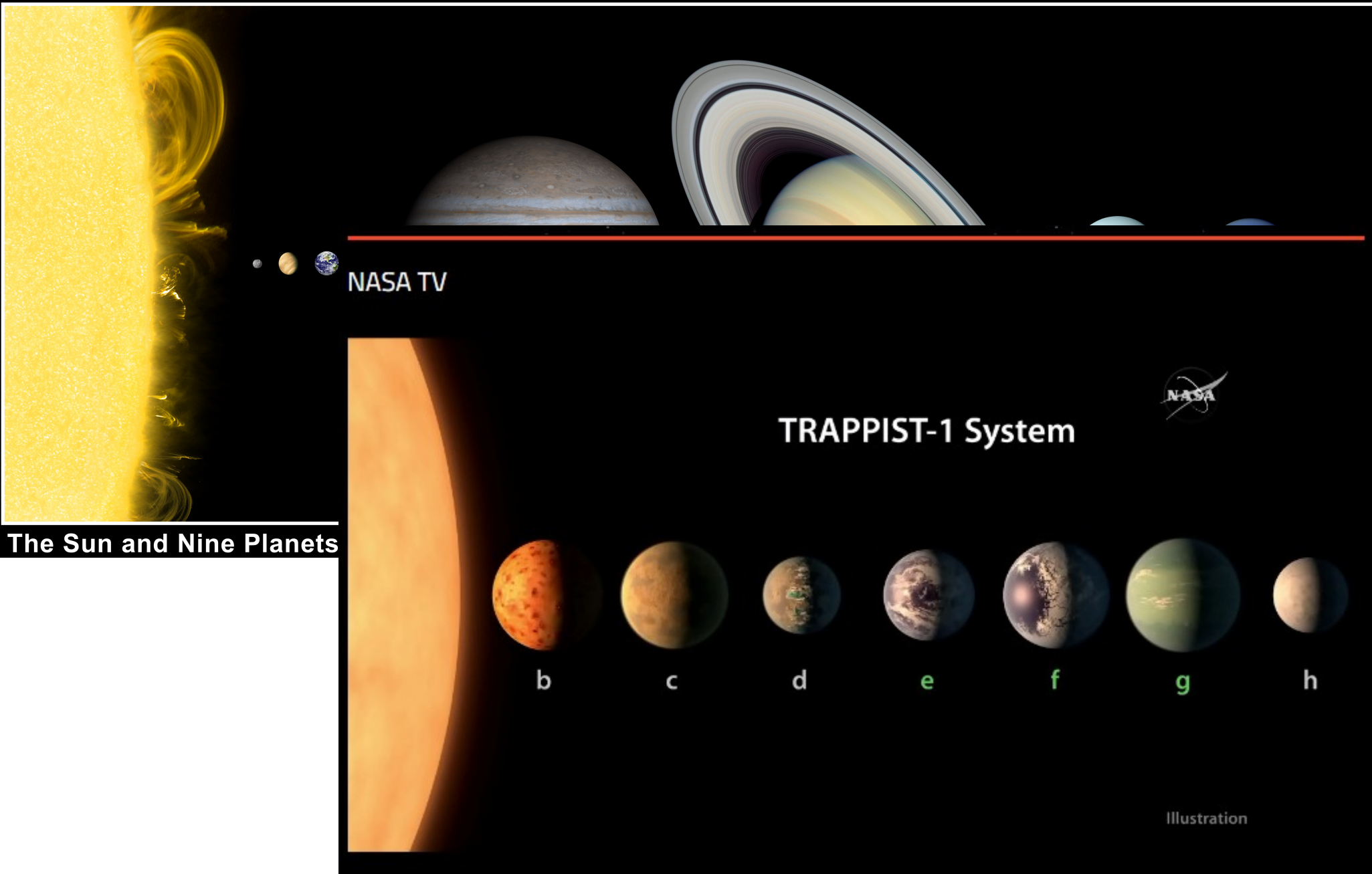
HL Tau - ALMA - 1.3 mm



HR 8799 - Keck nIR (Marois)

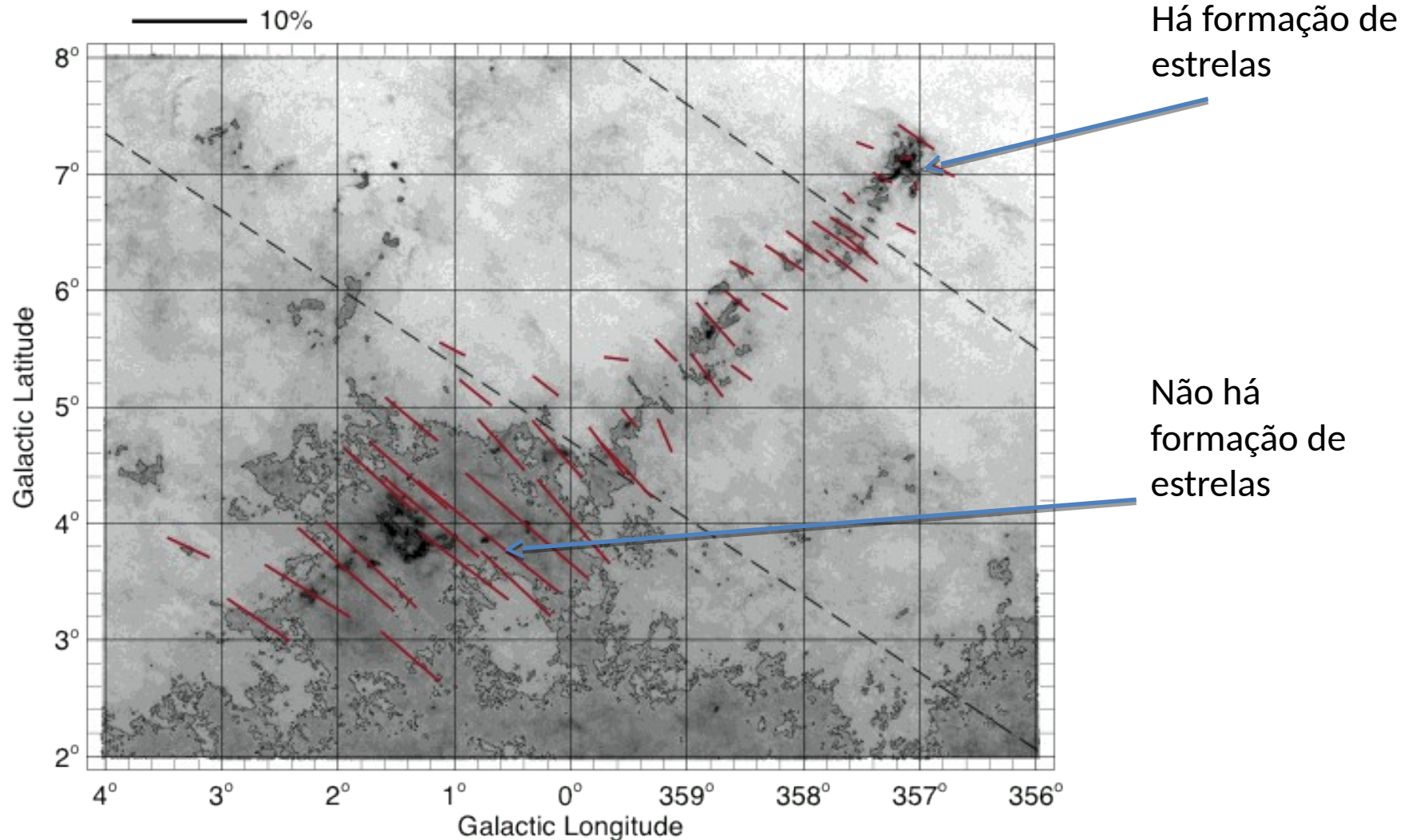


Em algumas dessas estrelas podem se desenvolver sistemas planetarios



Efeito do campo magnético

Nebulosa do cachimbo (Pipe nebula)

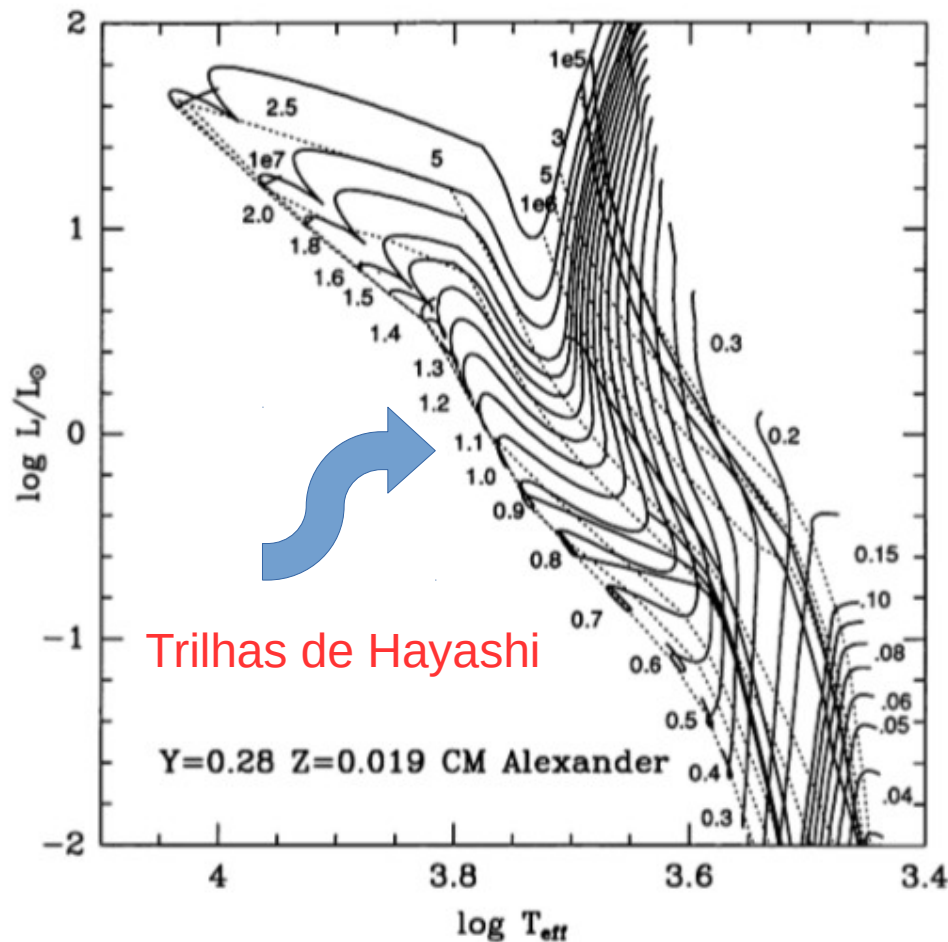


Tempo de contração em direção à SP

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

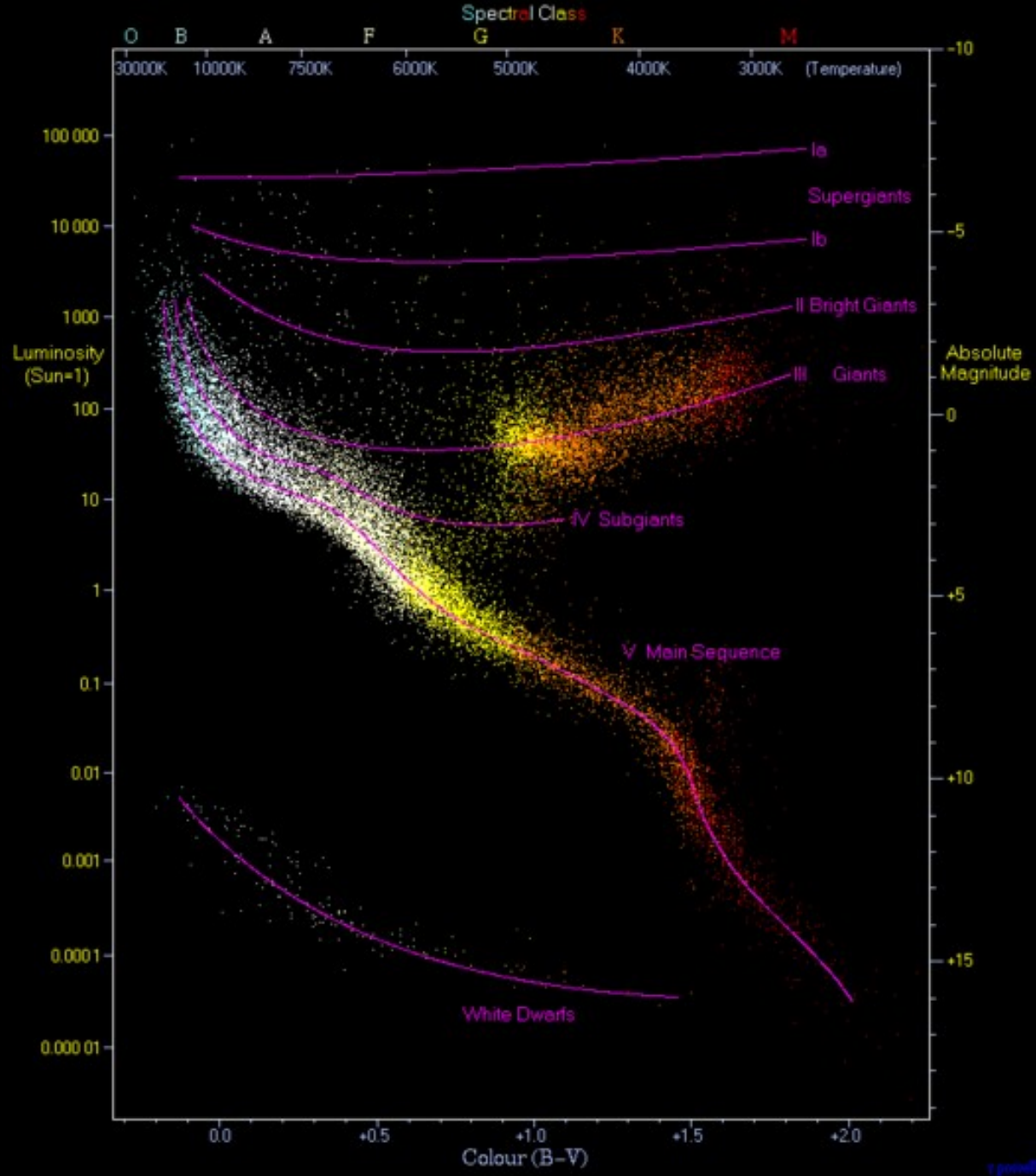
As estrelas continuam a aumentar suas temperaturas à medida que o material é adicionado.

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.

Estrelas na sequência principal



Massa Estelar

Tipo Estelar

Tempo de vida SP

0.4 massas solares

M

200,000 milhões de anos

1 massa solar

G2

10,000 milhões de anos

3.3 massas solares

A

500 milhões de

40 massas

