



AGA0293 Astrofísica Estelar

Profa. Jane Gregorio-Hetem

Capítulo 12

Meio interestelar e formação de estrelas

12.1 Gás e poeira interestelar.

12.2 Formação de protoestrelas

12.3 Evolução Pré-Sequência Principal

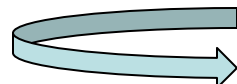
INTRODUÇÃO

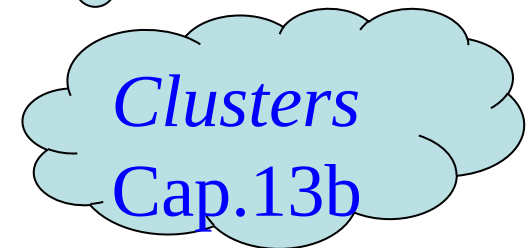
- Nuvem molecular em colapso produz estrela de baixa massa $\Rightarrow$ temperatura central muito baixa para fusão do H.



Energia de radiação perdida na superfície da estrela equilibrada pela energia potencial gravitacional $\Rightarrow$ contração da estrela.

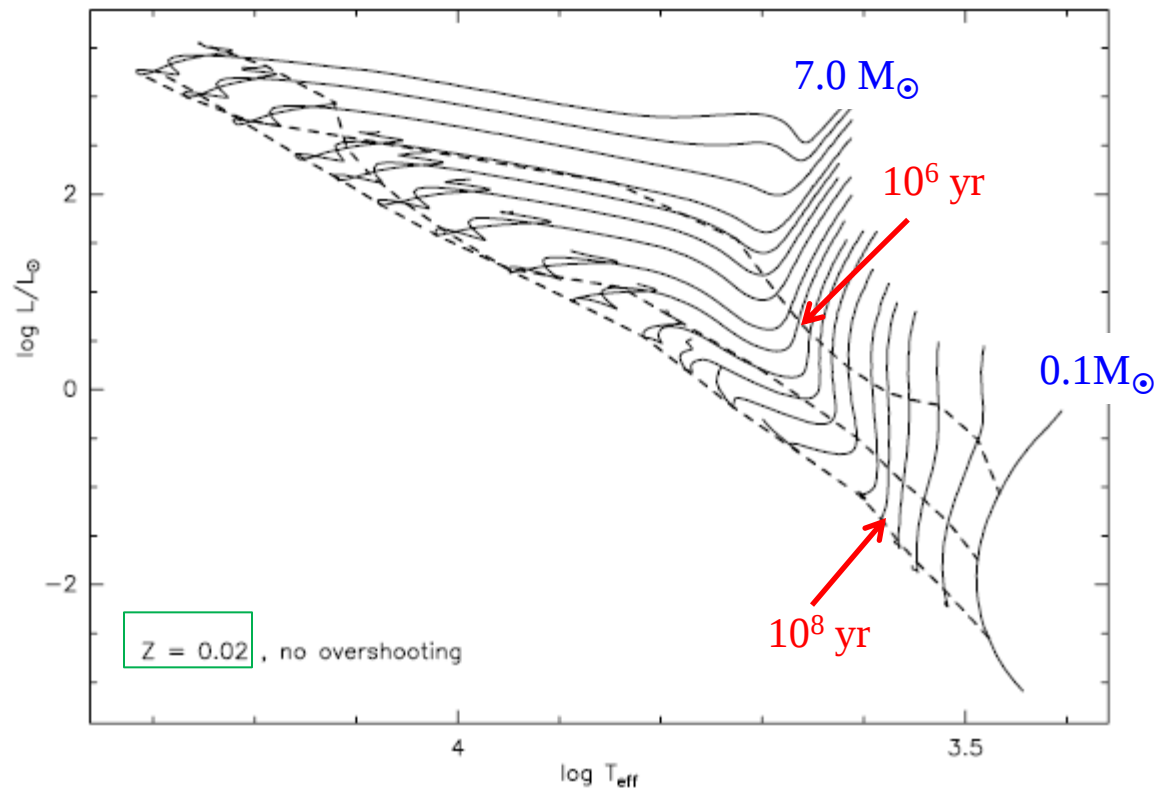
- Previsões das características observáveis das estrelas $\Rightarrow$ conhecimento de L_* e T_{ef} $\Rightarrow$ posição no diagrama H-R

 Estimativas de massa e idade das estrelas

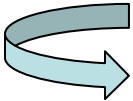


Cálculo das trajetórias evolutivas

Figure 17.3: Solid lines show tracks taken by stars of varying masses, from $0.1 M_{\odot}$ (rightmost line) to $7.0 M_{\odot}$ (leftmost line) in the theoretical HR diagram of luminosity versus effective temperature. Stars begin at the upper right of the tracks and evolve to the lower left; tracks end at the main sequence. Dashed lines represent isochrones corresponding to 10^6 , 10^7 , and 10^8 yr, from top right to bottom left. Credit: Siess et al., A&A, 358, 593, 2000, reproduced with permission © ESO.



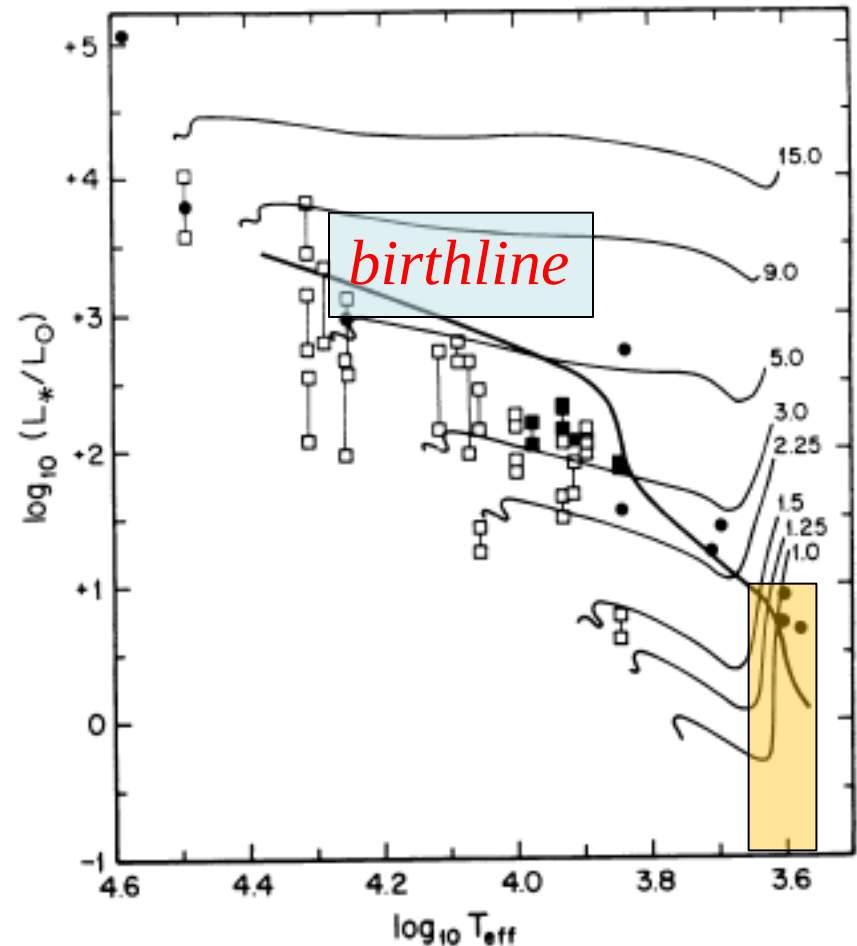
Comparações com os modelos só podem ser aplicadas às estrelas observáveis $\rightarrow$ ópticamente visíveis (**estrelas PSP**) $\rightarrow$ depois da principal fase de acreção (**protoestrelas**).

 *core* da nuvem $\rightarrow$ gás empoeirado tem alta opacidade

A linha de nascimento (*birthline*)

- Para estrelas $\sim 1 M_{\odot}$, a transição **protoestrela – PSP** ocorre algum tempo **após o início da queima de deutério** (*core* ou *shell* – depende da massa e da acreção) $\rightarrow$ maioria dos casos.
- Estrelas de massas maiores serão visíveis depois do início da queima de hidrogênio e as de menor massa podem ser observáveis ainda antes da queima de deutério.
- A relação massa-raio durante a queima do deutério no *core* estabelece a relação entre L e T correspondendo à linha do Diagrama H-R na qual a protoestrela aparece primeiro $\rightarrow$ **linha de nascimento (Stahler 1983)** $\rightarrow$ mais luminosa e de menor temperatura que a Sequência Principal (SP).

Figure 17.4: Thin lines show tracks taken by stars of varying masses (indicated by the annotation, in $M_{\odot}$) in the theoretical HR diagram of luminosity versus effective temperature. Stars begin at the upper right of the tracks and evolve to the lower left; tracks end at the main sequence. The thick line crossing the tracks is the birthline, the point at which the stars stop accreting and become optically visible. Squares and circles represent the properties of observed young stars. Credit: Palla & Stahler (1990), ©AAS. Reproduced with permission.



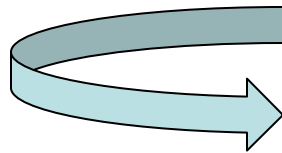
$$\log L = 30 \log T_R - 4 \log M + cte.$$

$$P_R = \kappa_R \rho^{\frac{(n+1)}{n}} \quad \kappa_R \propto \rho T^b$$

Prialnik (2009)

A trilha de Hayashi

- As fases iniciais da evolução das estrelas de baixa massa ($< 2M_{\odot}$) aparecem no diagrama H-R com T_{ef} constante $\rightarrow$ trajetórias verticais muito próximas $\rightarrow$ **trilha de Hayashi (1961)** $\rightarrow$ observável para a maioria das estrelas de baixa massa (aparece depois da *birthline*).
- Origem física: opacidade das estrelas de baixa massa $\rightarrow$ $T_{\text{ef}} < 10^4 \text{ K} \rightarrow$ H neutro + metais de baixa ionização
- elétrons livres se ligam ao H $\rightarrow$ H⁻ altamente opaco



N_{e^-} sensível à temperatura



$$T_{\text{min}} = T_{\text{H}} = 3500 \text{ K}$$



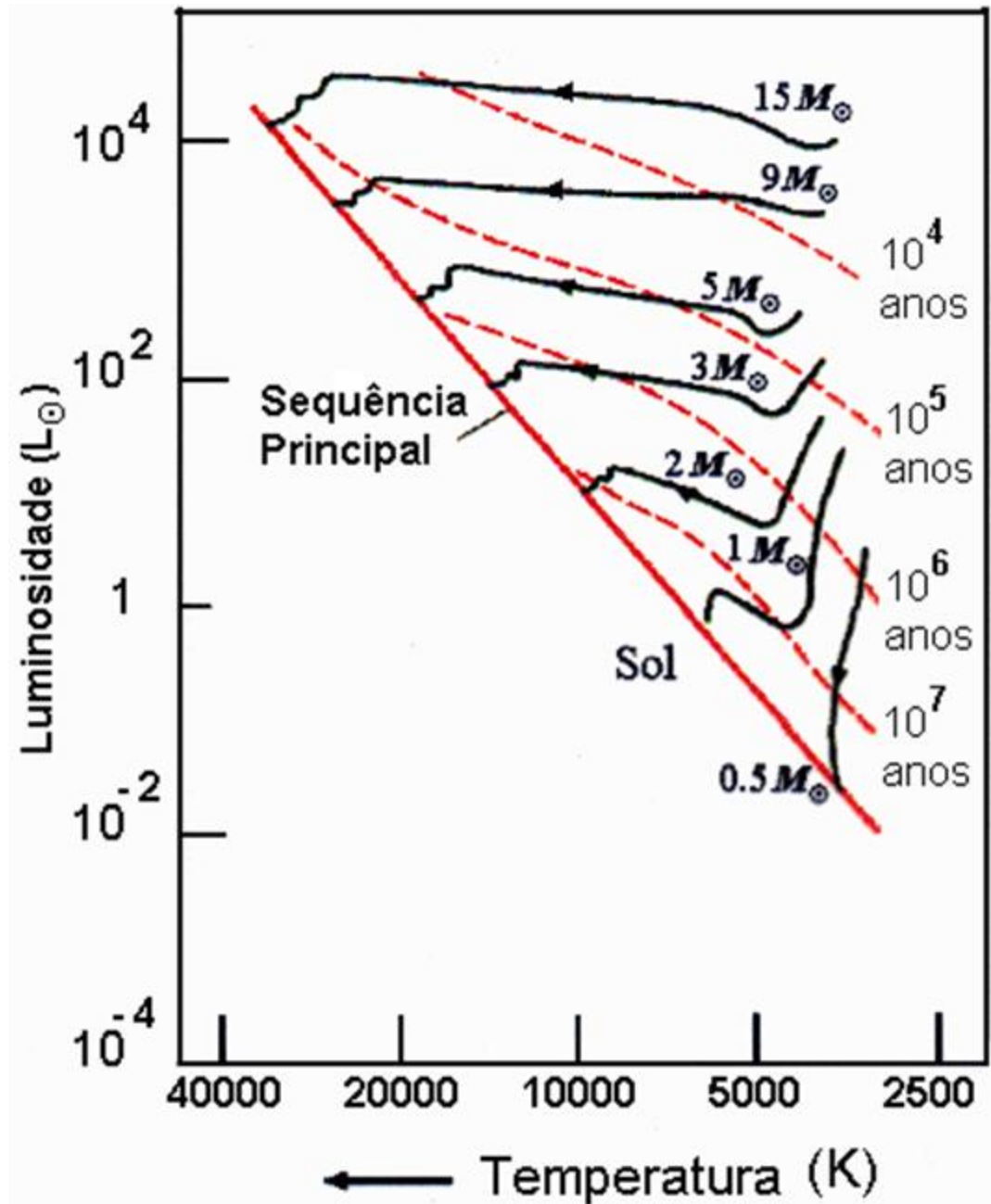
estrelas contraem sem alterar T_{ef} .



Modelos para a evolução PSP

Posição da estrela jovem no diagrama HR indica sua idade.

Diagrama H-R para estrelas PSP de diferentes massas. As linhas tracejadas indicam o tempo de evolução.



Trajetórias evolutivas na pré-sequência principal

Envoltório deixa de ser convectivo e passa a ser puramente radiativo

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

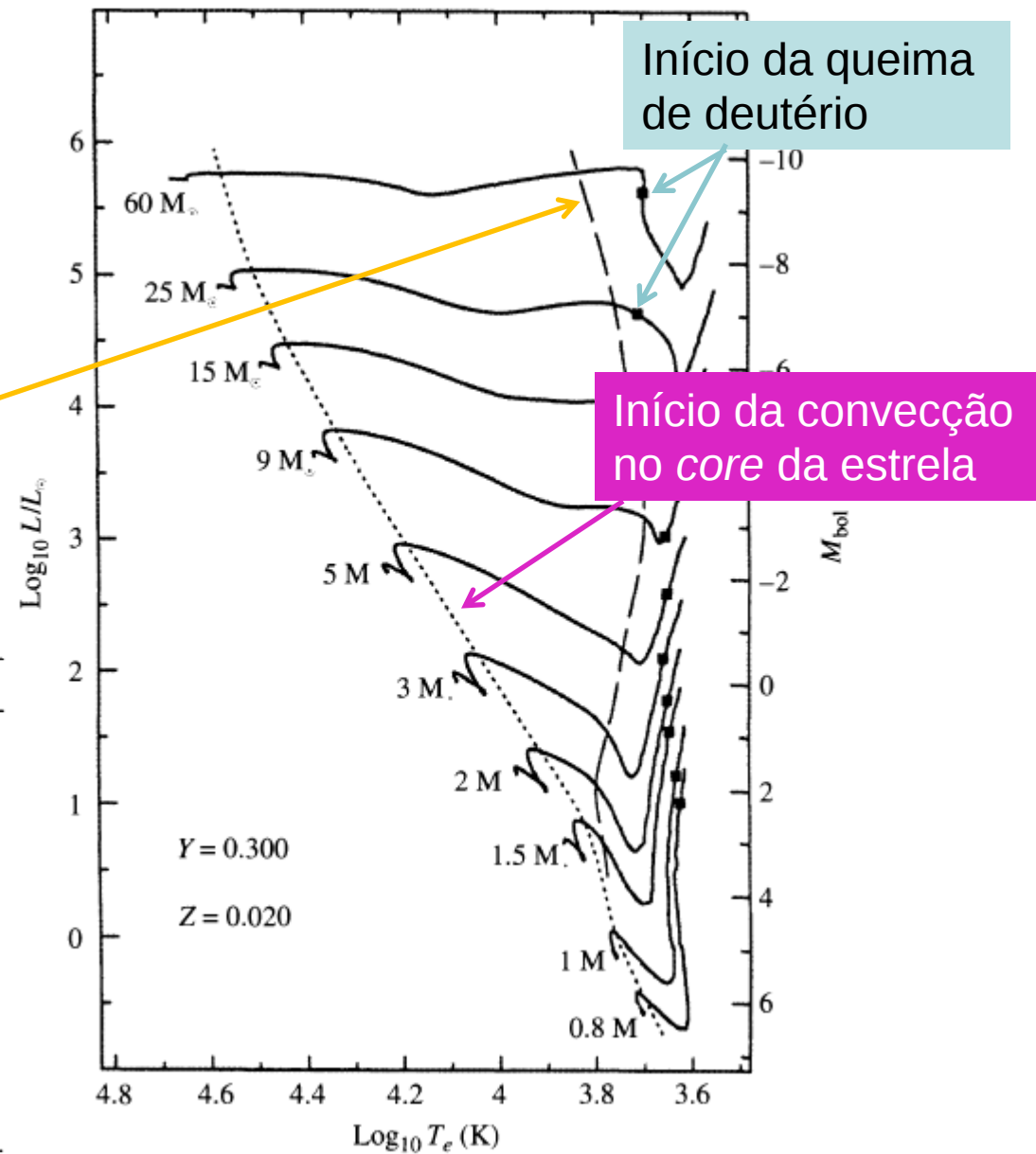


Fig. 12.11 Adaptada de Bernasconi and Maeder 1996, A&A

DIAGRAMA H-R OBSERVADO

São conhecidas $\sim$
100 estrelas em
Taurus.

No Diagrama HR
mostram idade
média de 10^6 anos.

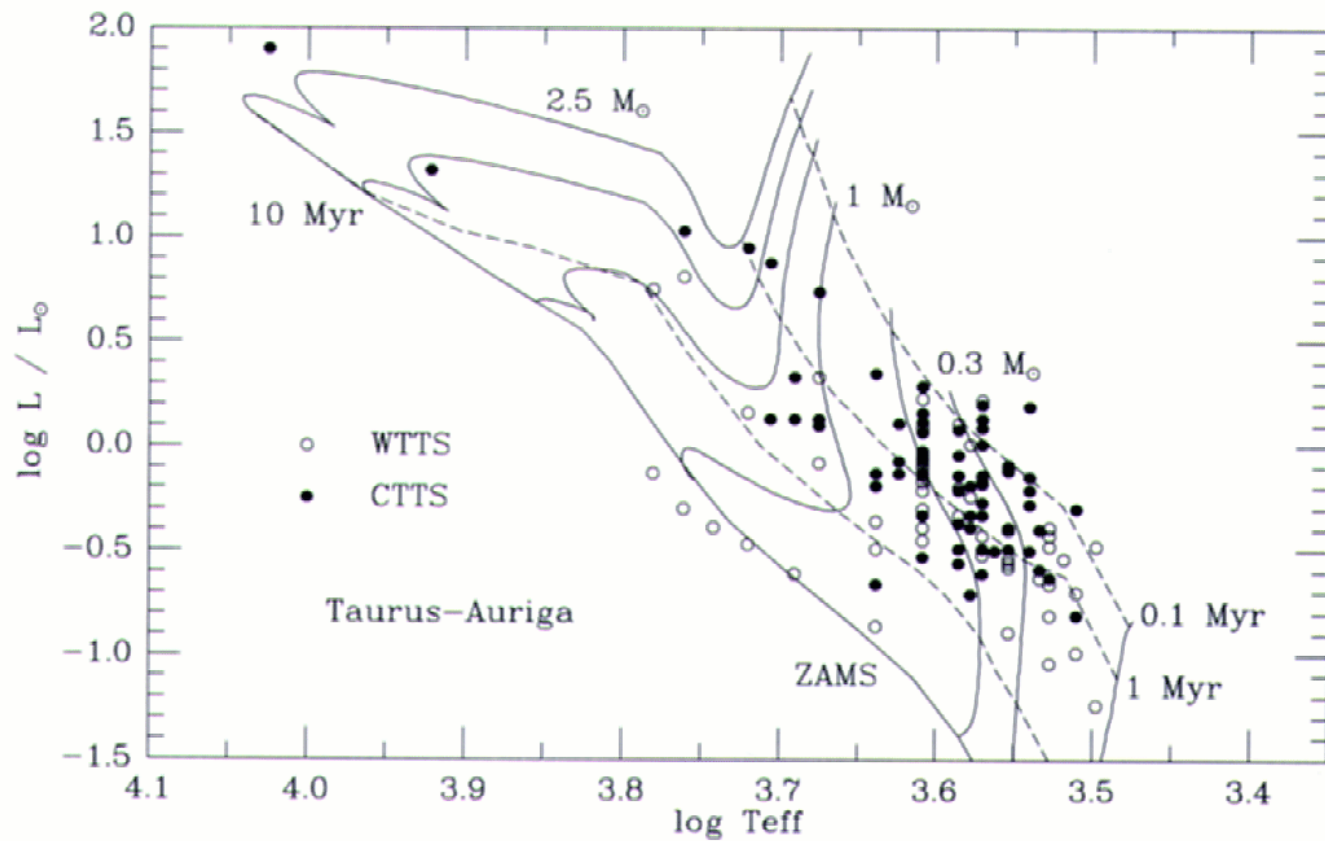


Diagrama H-R de $\star$ s jovens de Taurus-Auriga. Trajetórias evolutivas de $\star$ s PSP c/ 2.5, 2.0,..., 0.1 $M_{\odot}$. Isócronas 10^5 , 10^6 , 10^7 anos (D'Antona & Mazzitelli 1994).

A Sequência Principal de Idade Zero (ZAMS)

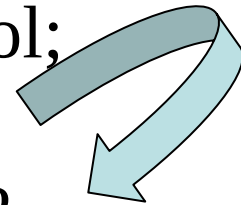
- A linha diagonal no Diagrama H-R onde estrelas de várias massas chegam na Sequência Principal e iniciam o equilíbrio da queima de H é chamada *Zero Age Main Sequence* (ZAMS).
- O tempo de chegada na ZAMS é inversamente proporcional à massa:
 $15 M_{\odot} \rightarrow \sim 120$ mil anos
 $1,0 M_{\odot} \rightarrow \sim 40$ milhões de anos
 $0,5 M_{\odot} \rightarrow \sim 100$ milhões de anos

A Função de Massa Inicial (*IMF*)

Salpeter (1955) estudo pioneiro na vizinhança solar
→ método permanece como principal forma de determinar IMF.

Suponha estrelas do campo dentro de um volume (região angular) ao redor do Sol;

Quais são os passos para medir a IMF?



Construção da Função de Luminosidade

Método com base em observações em uma banda fotométrica;

→ Requer determinação de magnitudes absolutas

→ distância 

→ Restrito a limite de detecção / volume de dados;

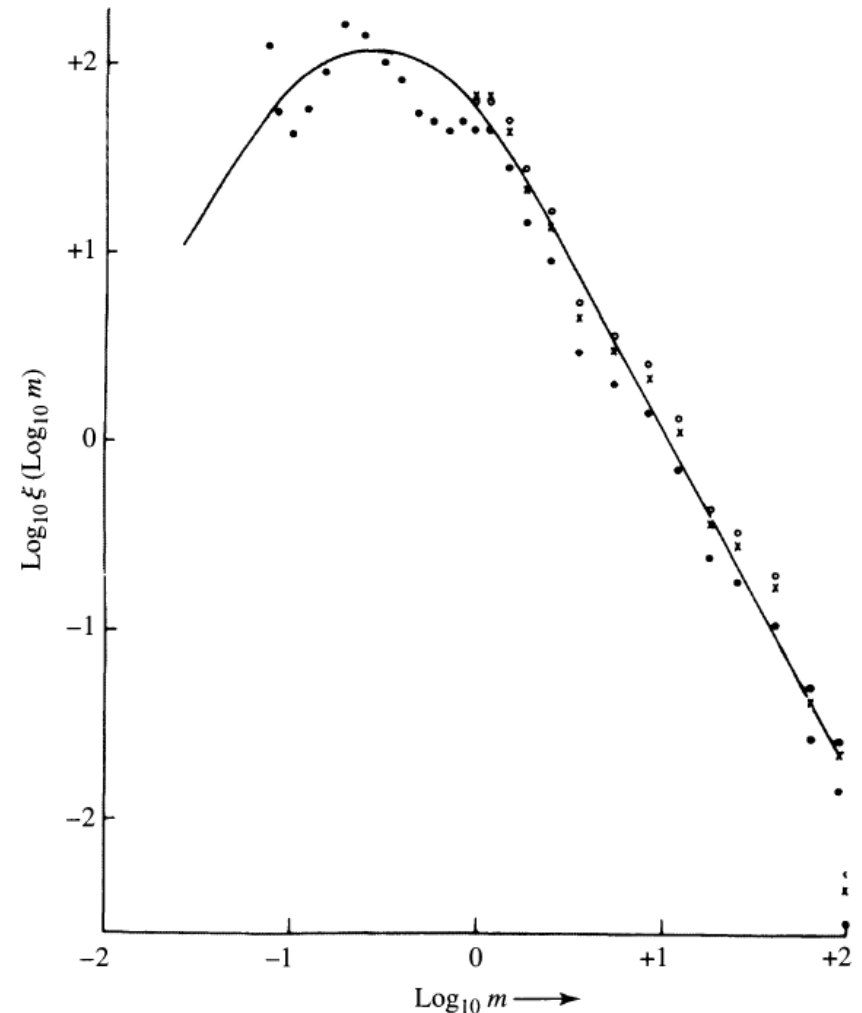
Distâncias

Paralaxe → método mais preciso, porém, estrelas de menor massa são menos brilhantes → $\sim 0.1 M_{\odot}$ → $M_V \sim 14$ mag
catálogos c/ paralaxe completos só até 5 – 10 pc*

(*) desde 2018: GAIA-DR2 magnitude limite $m_V = 20$ mag

A Função de Massa Inicial (*IMF*) (*cont.*)

- A *IMF* (ξ) indica o número de estrelas por unidade de área na Galáxia, por intervalo de logaritmo de massa ($M_{\odot}$).
- Os pontos mostram os dados observados e a linha cheia indica a estimativa teórica.



Regiões HII

- Os fótons produzidos pela radiação UV de estrelas quentes e massivas (O e B) têm energia acima de 13,6eV → ionizam o gás HI do MIS → formam uma região HII
- A taxa de ionização é igual à de recombinação, mas os elétrons podem cair para estados de mais baixa energia, emitindo fótons no visível.
- “Cascata” de energia → regiões HII aparecem em fluorescência na luz vermelha → nebulosas de emissão.
- O tamanho da região HII pode ser determinado em função do equilíbrio → **raio de Strömgren**

$$r_s = \left(\frac{3N}{4\pi\alpha} \right)^{1/3} n_H^{-2/3}$$

α : coeficiente de recombinação (= $3,1 \cdot 10^{-19} \text{ m}^3 \text{ s}^{-1}$ para $T=8000\text{K}$)

Example 12.3.1. From Appendix G, the effective temperature and luminosity of an O6 star are $T_e \simeq 45,000$ K and $L \simeq 1.3 \times 10^5 L_\odot$, respectively. According to Wien's law (Eq. 3.15), the peak wavelength of the blackbody spectrum is given by

$$\lambda_{\max} = \frac{0.0029 \text{ m K}}{T_e} = 64 \text{ nm}.$$

Since this is significantly shorter than the 91.2-nm limit necessary to produce ionization from the hydrogen ground state, it can be assumed that most of the photons created by an O6 star are capable of causing ionization.

The energy of one 64-nm photon can be calculated from Eq. (5.3), giving

$$E_\gamma = \frac{hc}{\lambda} = 19 \text{ eV}.$$

Now, assuming for simplicity that all of the emitted photons have the same (peak) wavelength, the total number of photons produced by the star per second is just

$$N \simeq L/E_\gamma \simeq 1.6 \times 10^{49} \text{ photons s}^{-1}.$$

Lastly, taking $n_H \sim 10^8 \text{ m}^{-3}$ to be a typical value in an H II region, we find

$$r_S \simeq 3.5 \text{ pc}.$$

Values of r_S range from less than 0.1 pc to greater than 100 pc.

ESTRELAS PSP

Herbig & Bell (1988 = HBC): principal catálogo sistemático de estrelas jovens*: informações espectroscópicas de ~700 objetos.

<i>Massa</i>	<i>Objeto</i>	<i>T.E.</i>	<i>T_{ef} (K)</i>
$<2 M_{\odot}$	T Tauri Joy 1945	M - F	$(3 - 7) 10^3$
$2-8 M_{\odot}$	HAe/Be Herbig 1960	A - B	$(8 - 25) 10^3$

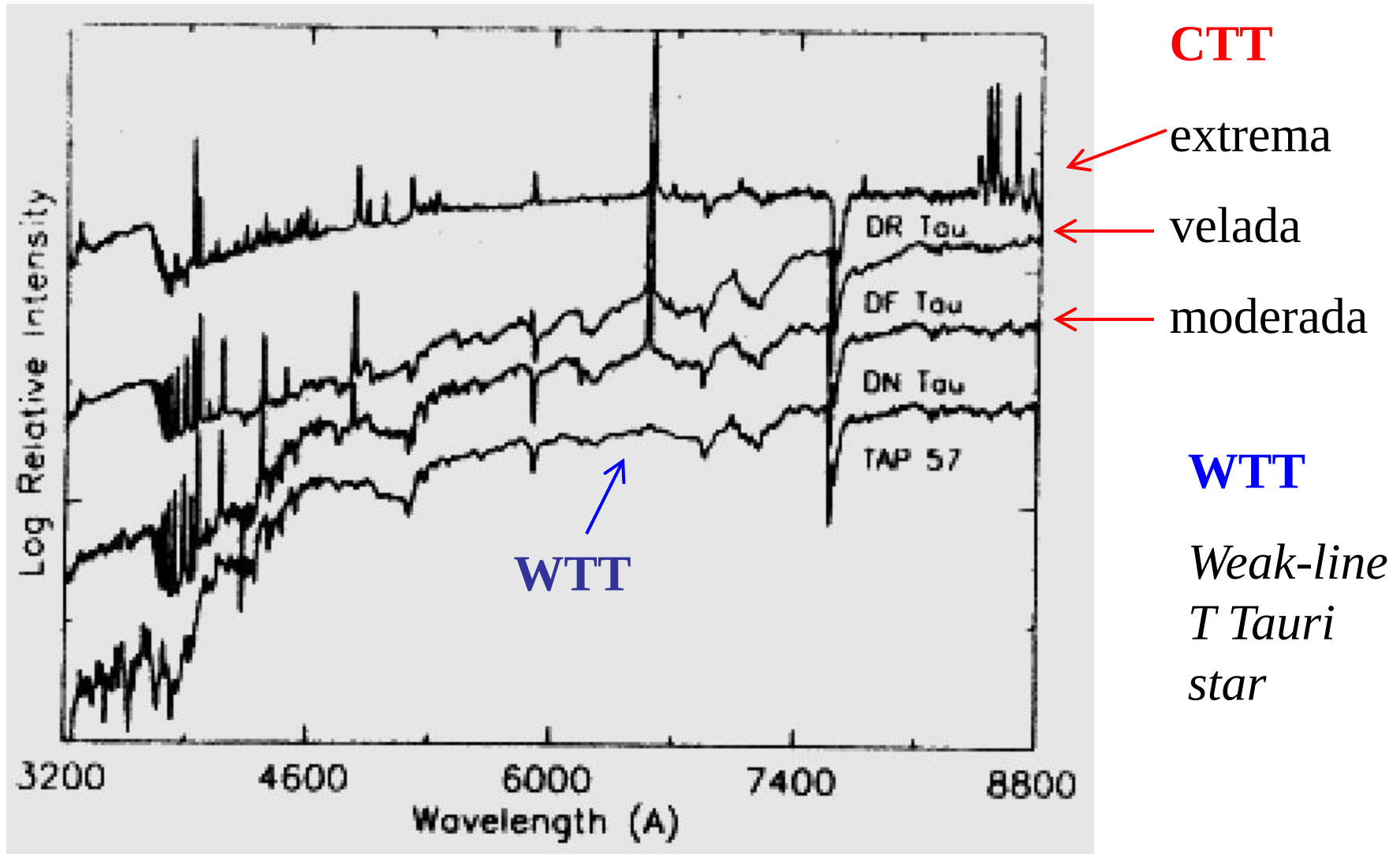
* *Pico dos Dias Survey* → catálogo sistemático de estrelas jovens: informações espectroscópicas de ~1000 objetos (Gregorio-Hetem, Lépine, Torres, Quast, de la Reza 1991; Torres et al. 1995)

Estrelas T Tauri Clássicas

Estrelas jovens visíveis de baixa massa, com características destacadas por [Herbig \(1962\)](#):

- Linhas de H (Balmer) e CaII H e K em **forte emissão**.
- Emissão anômala de FeI $\lambda\lambda 4063, 4132$ (fluorescência provavelmente excitada por CaII).
- Linhas proibidas [OI] e [SII].
- Fe II, Ti II e He I (emissão).
- **Forte linha do Li $\lambda 6707$ (absorção)**.
- Contínuo se sobrepõe ao espectro de absorção. (*veiling*).

Comparação de espectros de T Tauri (*late-K* ou *early-M*), mostrados em ordem crescente de níveis de emissão.



Linhas de Emissão nas CTT

- Perfil das linhas de emissão e de absorção evidenciam fluxo molecular nos envoltórios.
- Vários estudos mostram a variabilidade de $H\alpha$.
- A maioria das TT apresenta perfil P Cygni tipo III (Kuhi 1978):
 - ⇒ alargado (FWHM=200 km/s); simétrico; absorção c/ *blueshift* em ~ 80 km/s chegando abaixo do contínuo fotosférico.

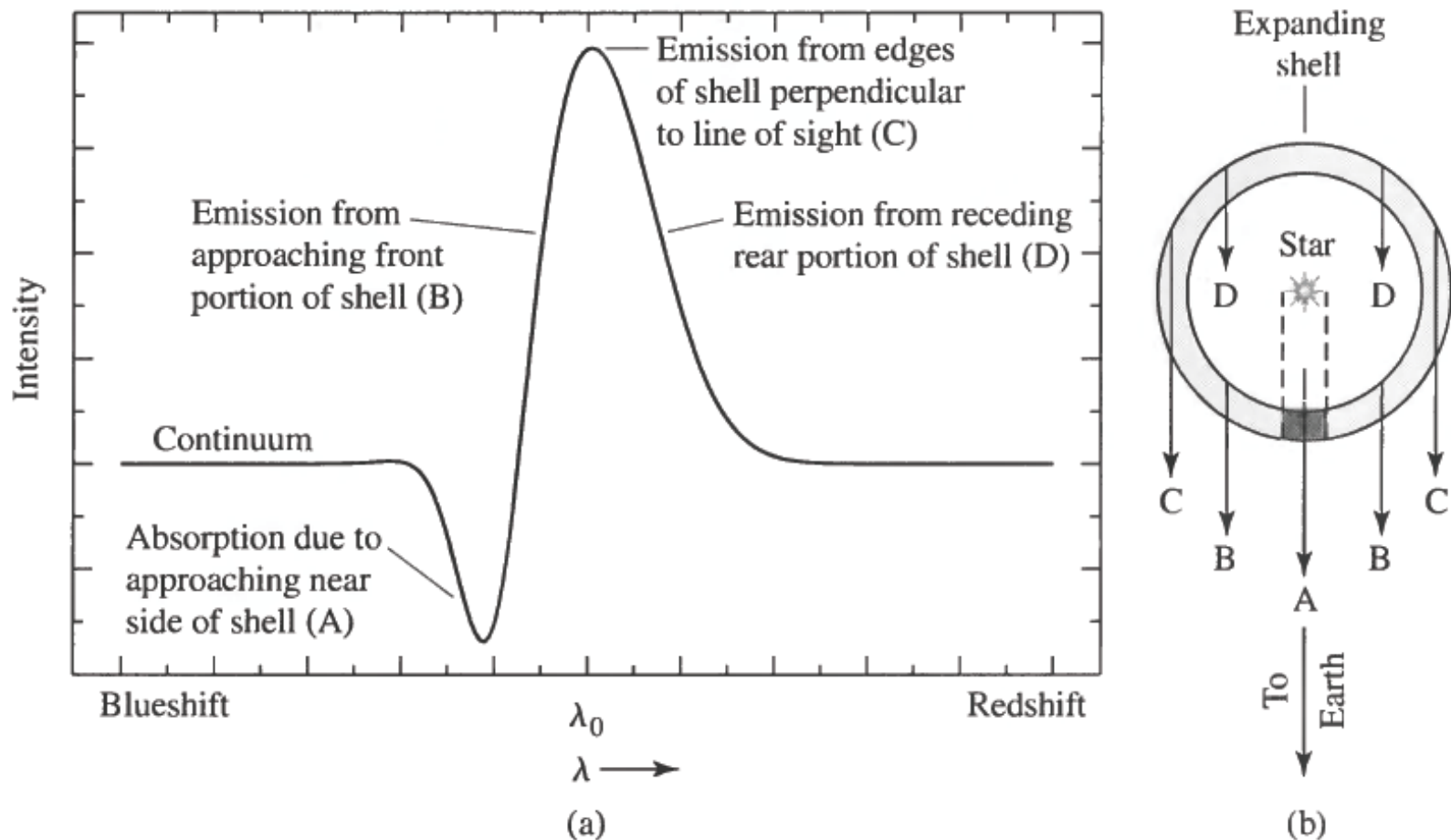


FIGURE 12.17 (a) A spectral line exhibiting a P Cygni profile is characterized by a broad emission peak with a superimposed blueshifted absorption trough. (b) A P Cygni profile is produced by an expanding mass shell. The emission peak is due to the outward movement of material perpendicular to the line of sight, whereas the blueshifted absorption feature is caused by the approaching matter in the shaded region, intercepting photons coming from the central star.

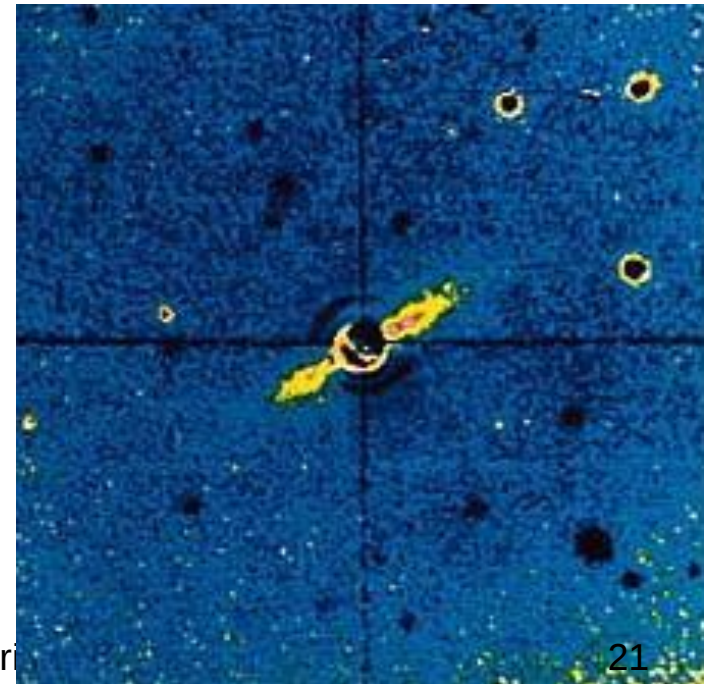
Estrelas jovens com disco circunestelar



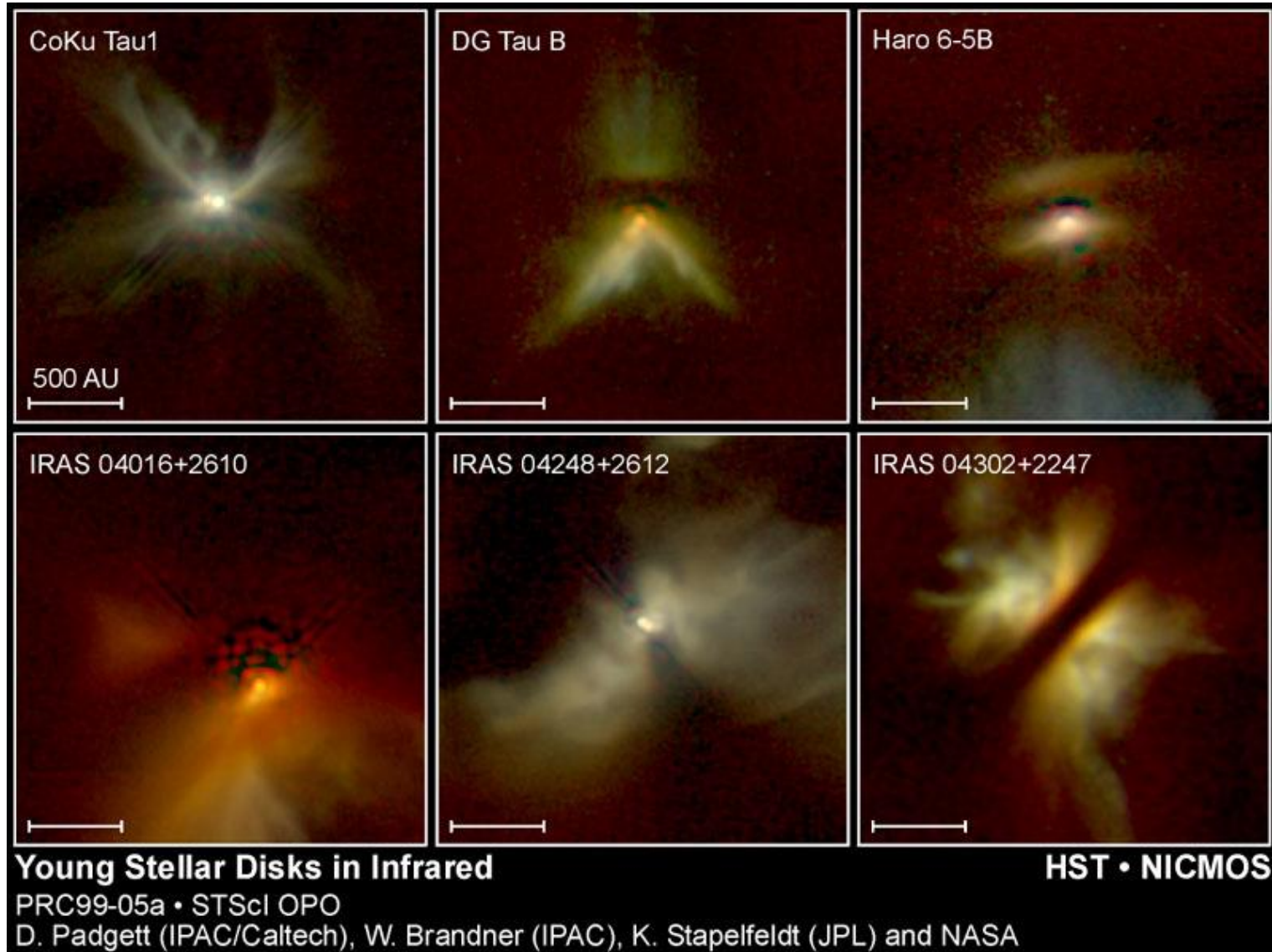
Pleiades (aglomerado estelar jovem)

Luz espalhada pelos resquícios da nuvem formadora das estrelas

Fotografia de um disco ao redor da estrela **Beta Pictoris** (a luz da estrela foi bloqueada para que apenas o disco aparecesse).
Extensão do disco ~ 1000 UA.

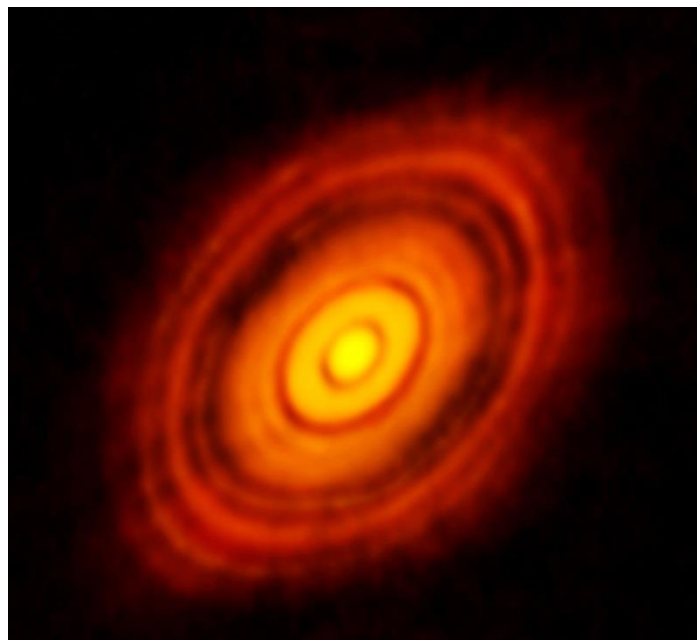


Evidências de discos protoestelares



ESTRUTURA CIRCUNSTELAR

- Interferometria rádio levou a um melhor entendimento da estrutura e da massa dos discos.
- Imagens ópticas de alta resolução (*HST*) $\Rightarrow$ evidências diretas de discos circunstelares (alguns vistos como sombras em contraste com a brilhante nebulosa de Orion).



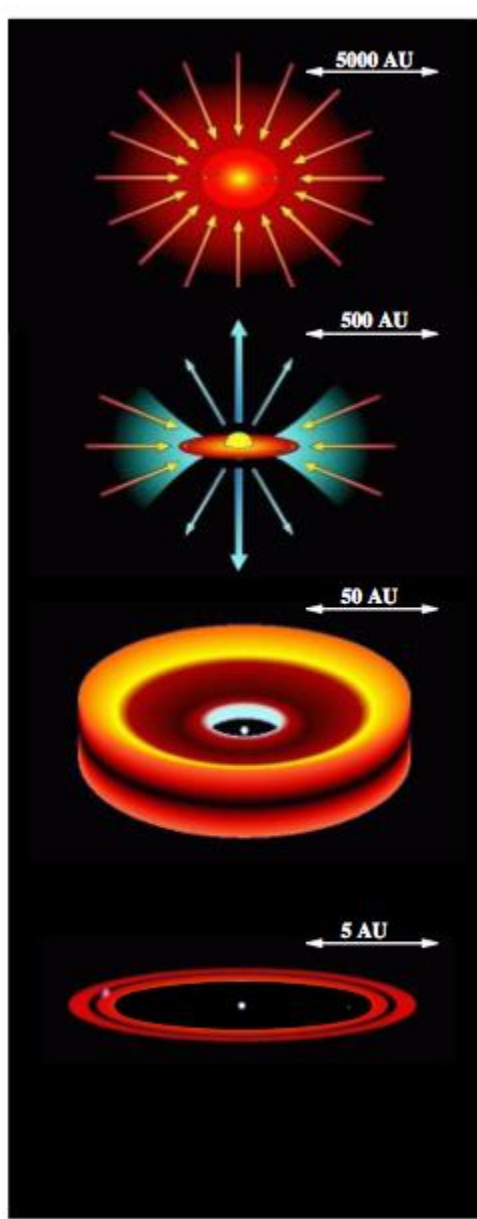
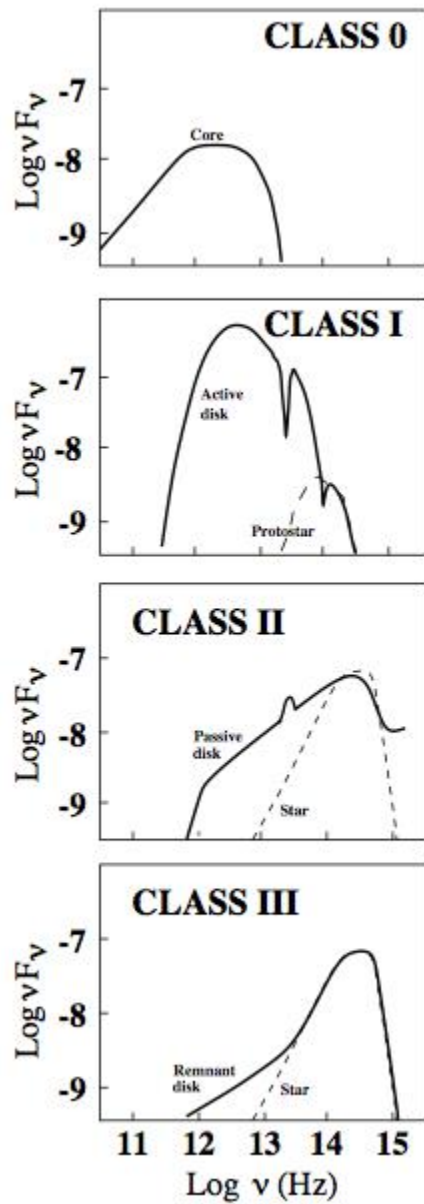
eso1436 — Photo Release

Revolutionary ALMA Image Reveals
Planetary Genesis

6 November 2014



HL Tau sub-estruturas observadas diretamente
(ALMA 2014) em disco circunstelar.

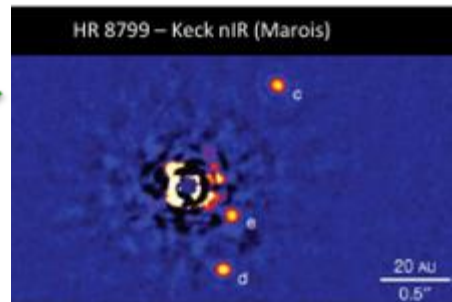
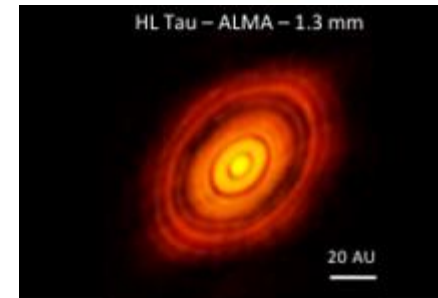
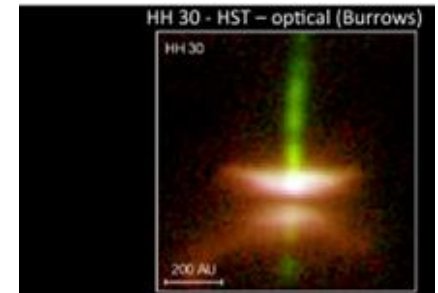
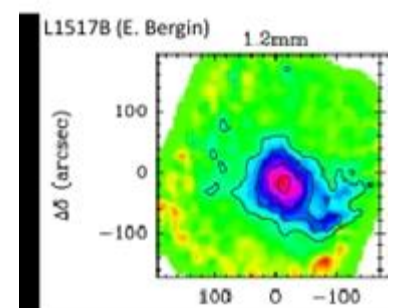


10 000 AU
t=0
Gravitational collapse

500 AU
t=10⁵ – 10⁶ years
T Tauri star, disk and outflow

200 AU
t=10⁶ – 10⁷ years
Post T Tauri, evolved disk

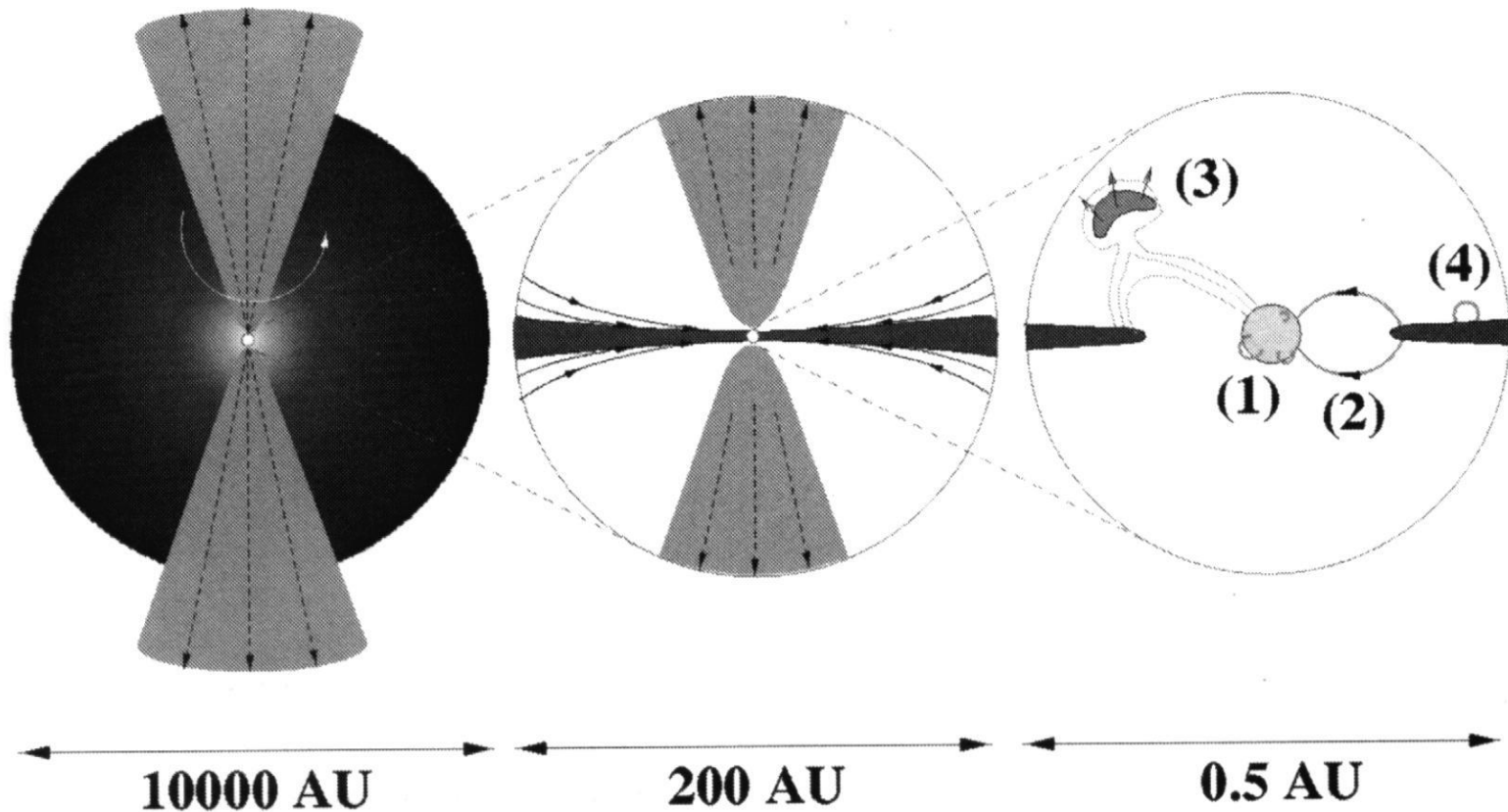
100 AU
t > 10⁷ years
Main Sequence star
Planetary system



Créditos: Andrea Isella (2006 PhD Thesis)

Formação de estrelas de baixa massa:
escalas e evidências observacionais.
Créditos: Silvia Alencar (UFMG)

Atividade magnética em YSOs Classe I. Emissão de raios-X proveniente da região interna de uma estrutura complexa:



extenso envoltório em colapso (*left*); disco interno e fluxo bipolar (*center*); região de interação magnética entre disco e estrela (*right*).

ESTRELAS HERBIG Ae/Be - DEFINIÇÃO

Herbig (1960) propôs categoria das HAeBe estudando uma amostra de 26 estrelas Ae ou Be associadas com nebulosidade.

Crítérios de seleção:

- (a) Tipo espectral A ou B, com linhas de emissão.
- (b) Localização em região obscurecida.
- (c) Iluminar uma nebulosa de reflexão na vizinhança imediata.

DEFINIÇÃO (cont.)

- Amostras adicionais foram apresentadas por Finkenzeller & Mundt (1984), Herbig & Bell (1988) e Thé et al. (1994).
- Estudos no IR mostraram novas HAeBe **não associadas com nebulosidade**, nem localizadas em regiões de formação estelar.
- Critérios revisados: (a) tipo espectral A ou B, (b) excesso IR devido a poeira circunstelar (quente e/ou fria), (c) classe de luminosidade III a V.

PROPRIEDADES OBSERVADAS - Parâmetros Fundamentais

Diagrama H-R deduzido dos parâmetros (d , T_{ef} , L , M , idade) determinados por van den Ancker et al. (1997, 1998) para 13 objetos (3 não HAeBe) c/ paralaxes *Hipparcos*.

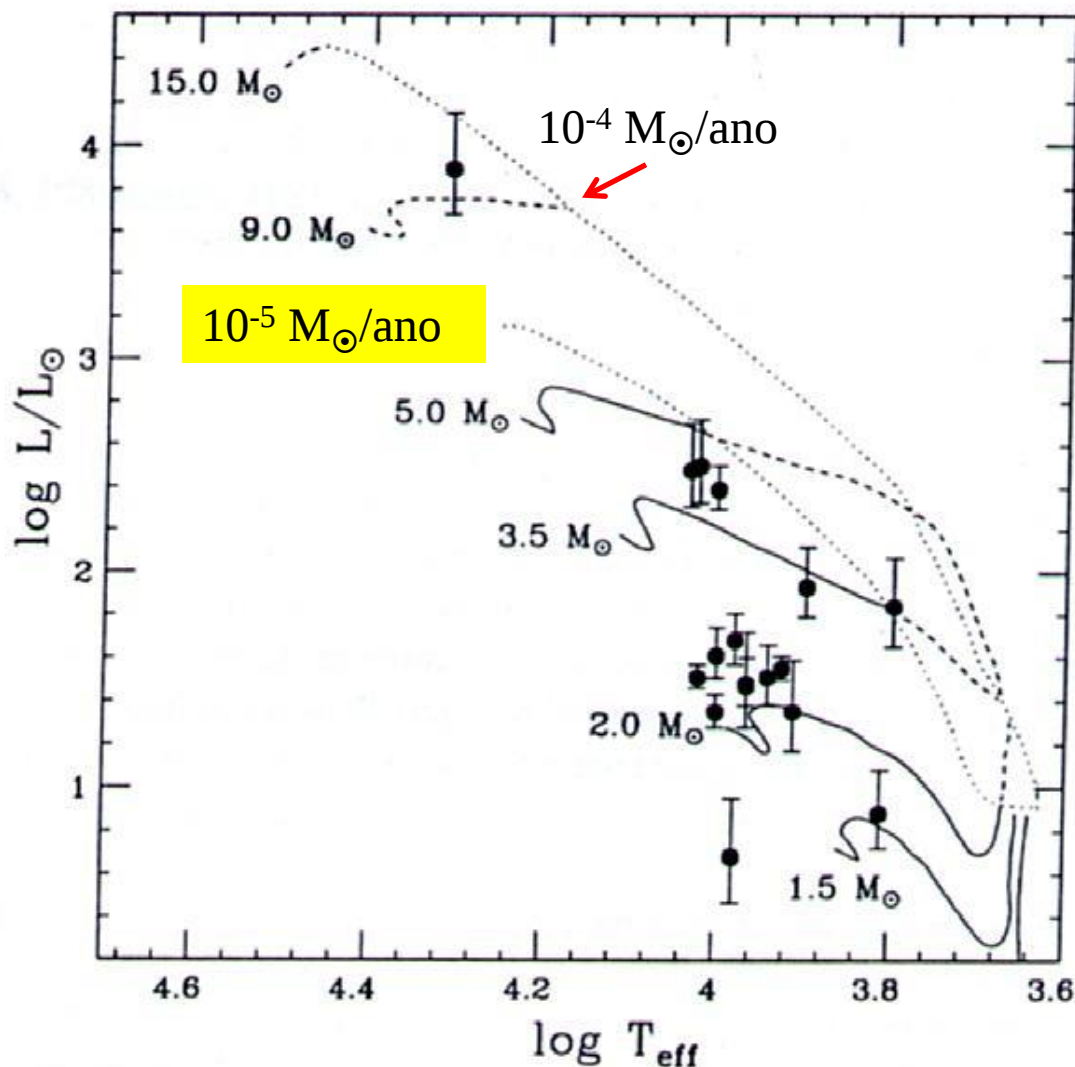
- Todas HAeBe da amostra localizam-se no diagrama H-R entre a *birthline** e a *ZAMS***.

(*) estrela torna-se visível, início fase de contração quase-estática.

(**) *Zero Age Main Sequence*

PROPRIEDADES OBSERVADAS - Parâmetros Fundamentais

Diagrama H-R para 10
HAeBe estudadas por van
den Ancker (1997).



Adaptado de Palla & Staller
(1994).



George Herbig*
(1920- 2013)

Objetos Herbig-Haro

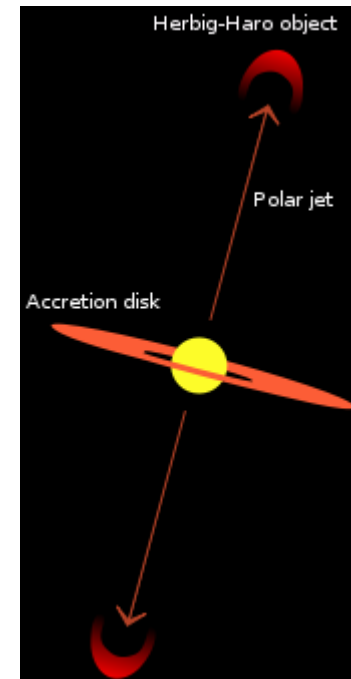


Guillermo Haro
(1913- 1988)

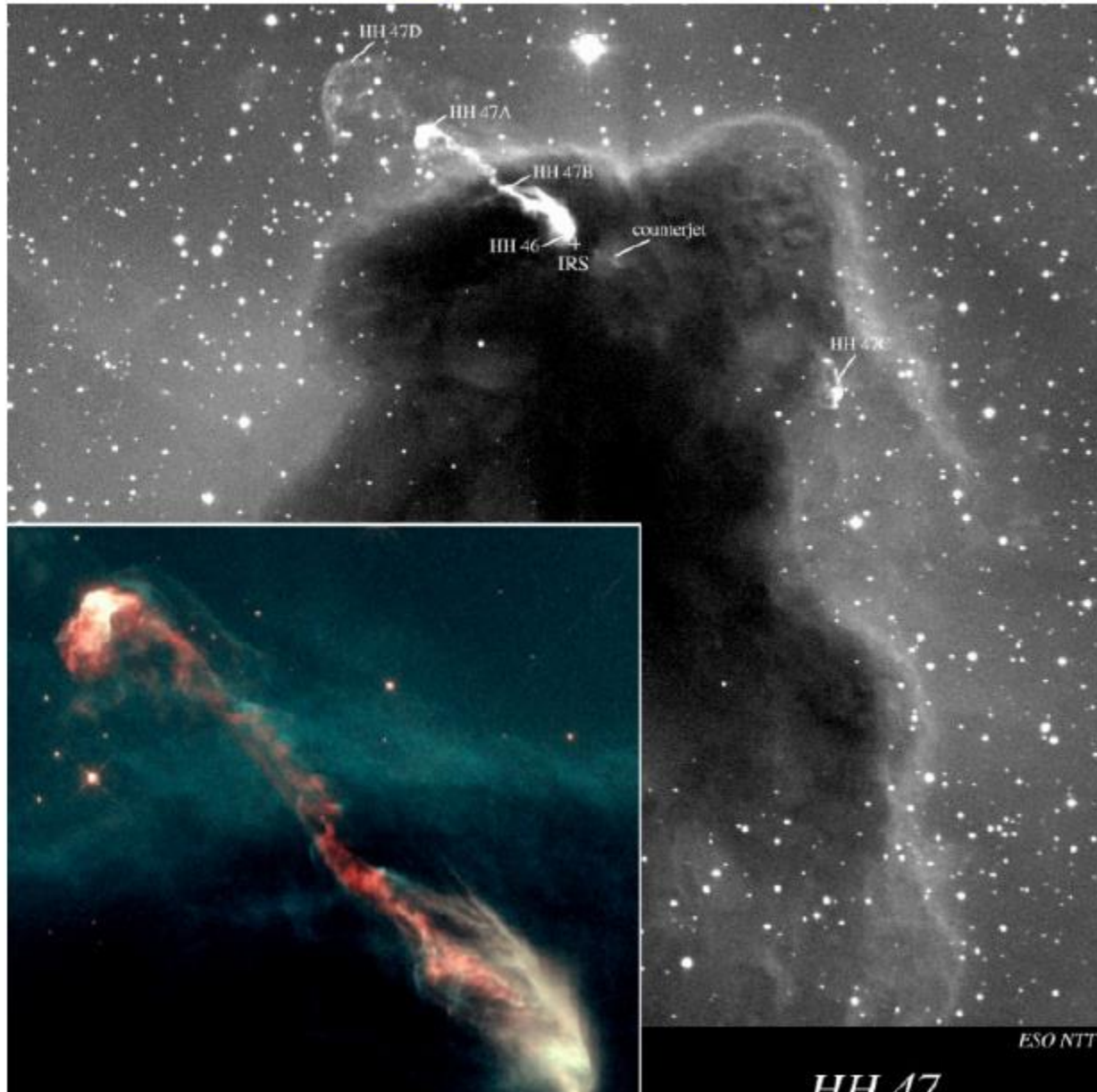
Primeiros estudos iniciaram-se pelas descobertas de Herbig (1951) e Haro (1952) dos objetos HH

- pequenas **nebulosidades** com linhas de emissão **peculiares**;
- **interação** de um vento estelar altamente supersônico com o **meio ambiente**.

* <https://www.sab-astro.org.br/nota-de-falecimento-de-george-herbig/>



Herbig-Haro objects



HH47

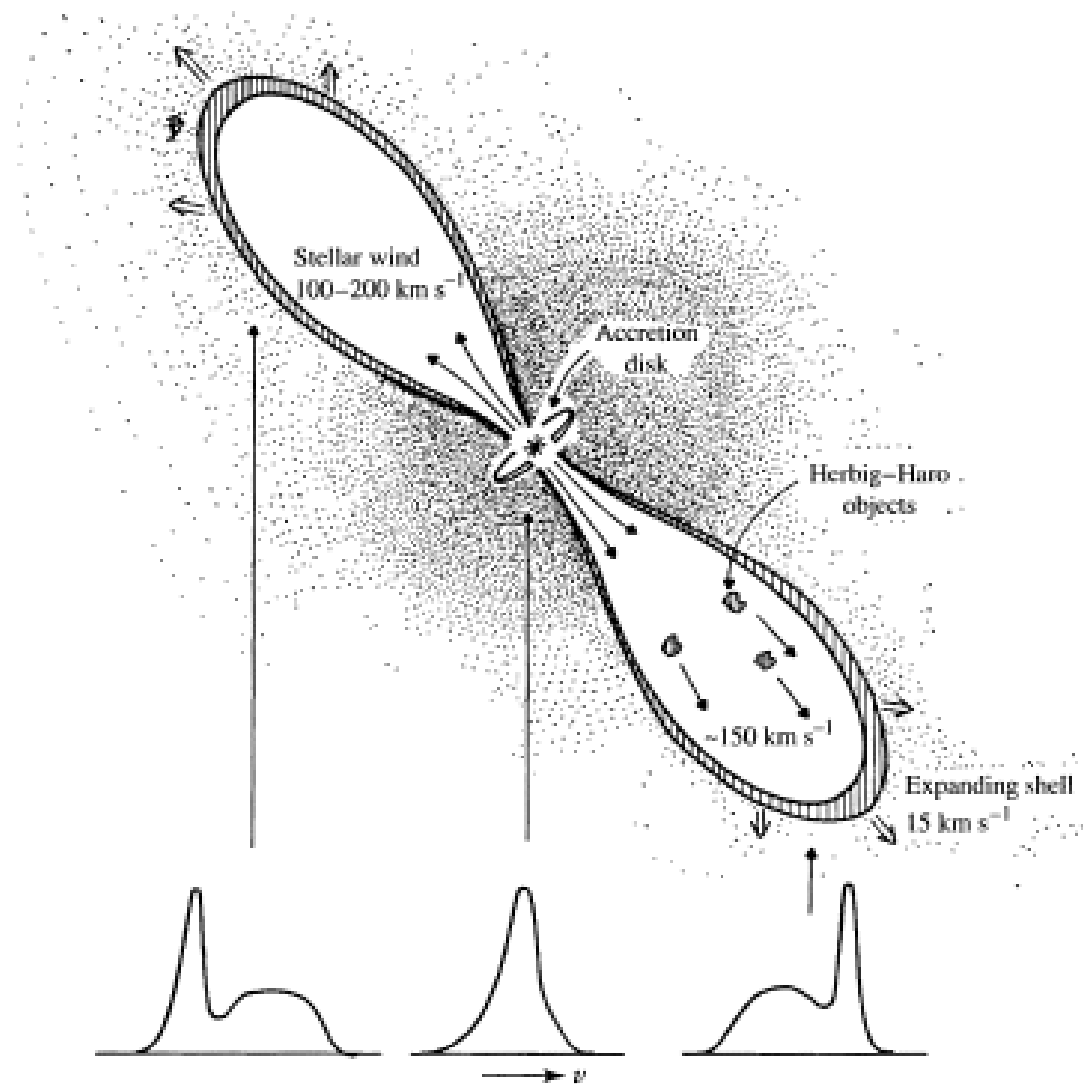


FIGURE 12.20 An early model of a T Tauri star with an accretion disk. The disk powers and collimates jets that expand into the interstellar medium, producing Herbig-Haro objects. (Figure adapted from Snell, Loren, and Plambeck, *Ap. J. Lett.*, 239, L17, 1980.)

Próximas aulas

- (16/maio): Prova 2 capítulos 9, 10 e 11
- (20/maio): Cap. 13a: Evolução na Sequência Principal. Evolução estelar