

# Aula 9

## O Nascimento das Estrelas Evolução Estelar

# Formação Estelar

**As estrelas formam-se, evoluem e morrem.** Trata-se de um processo contínuo e permanente que ocorre, em maior ou menor grau, em todas as galáxias.



Imagem do HST de um *proplyd* na Grande Nebulosa de Orion.

**Estrela em processo de formação!**

proplyd = protostellar disk  
(disco proto-estelar)

# Propriedades Fundamentais de uma Estrela: determinação

*Temperatura:*

- cores ou tipo espectral

*Composição química*

- Análise espectral

*Massa*

- sistemas binários

*Luminosidade*

- brilho aparente, compensado pela distância

*Raio*

- observação direta ou através de  $L$  e  $T_{\text{ef}}$

# Propriedades Fundamentais de uma Estrela: determinação

**E a idade de uma estrela, como é determinada?**

Para determiná-la, devemos conhecer o ciclo de vida de uma estrela, para que possamos descrever como suas propriedades observacionais (espectro, luminosidade, raio, etc.) evoluem com o tempo.

Em outras palavras, queremos determinar a **posição da estrela no diagrama HR**, para cada uma de suas fases evolutivas

# Teoria de Evolução Estelar

A teoria de evolução estelar é um dos maiores êxitos da astrofísica do século XX. É possível, hoje, calcular em detalhes a estrutura de uma estrela em todas as suas fases evolutivas, do seu nascimento até sua morte.

Como sabemos se a teoria está correta? Testando-a com as observações (assunto da aula de hoje)

Tipicamente, à medida que uma estrela evolue, **sua luminosidade e temperatura mudam o tempo**. A história de uma estrela pode, portanto, ser descrita pela sua **trajetória evolutiva no diagrama HR**.

## Visão esquemática das fases da vida do Sol

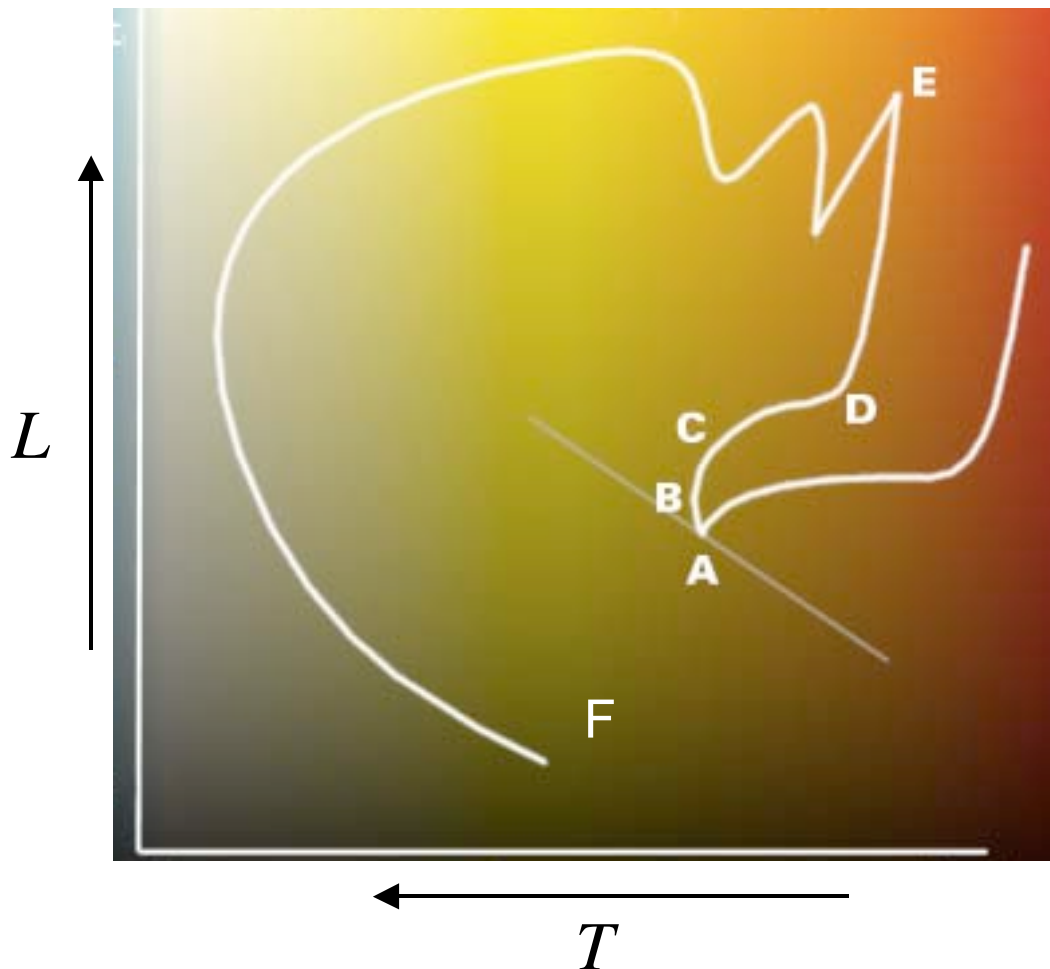


## Evolução Estelar

Mudança nos parâmetros estelares ( $L, R, T, M$ ) com o tempo

# Exemplo: A Evolução do Sol

Diagrama HR esquemático mostrando a vida do Sol

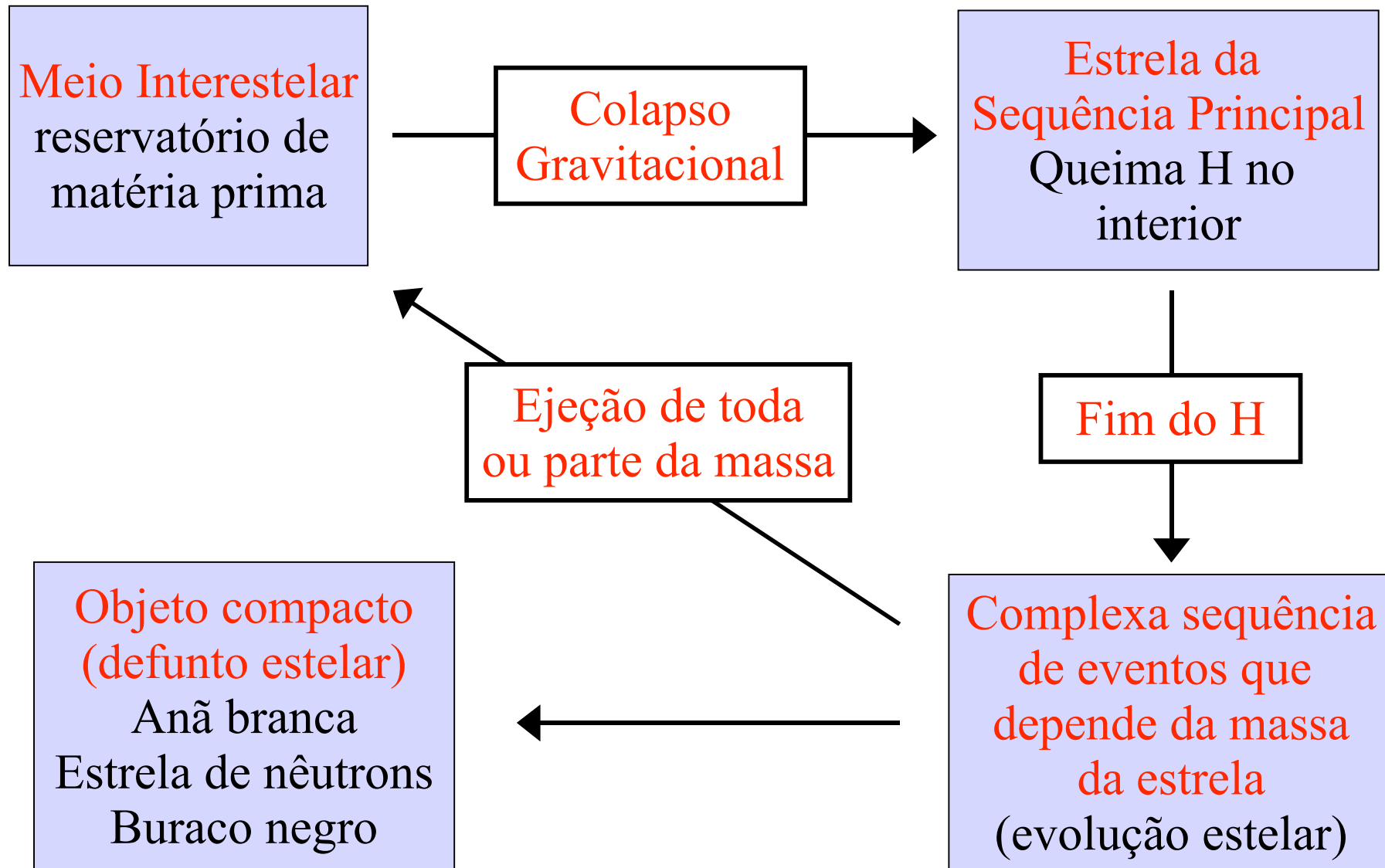


Antes de A → **protoestrela**  
A, B, C → **seqüência principal**  
D, E → **gigante vermelha**  
F → **anã branca**

**Diferentes lugares do diagrama HR correspondem a diferentes fases evolutivas**

Diagrama HR é um instrumento fundamental de visualização de modelos de evolução estelar.

# O ciclo de vida de uma estrela: resumo





# O Nascimento de uma Estrela

# O Meio Interestelar

Importante descoberta do século XX:

O espaço entre as estrelas contém matéria → **materia interestelar**

Propriedades fundamentais:

1) A matéria não está distribuída uniformemente, mas apresenta concentrações espaciais → **nuvens interestelares**

2) Matéria em duas fases diferentes:

**gás** (átomos, íons, moléculas) e **poeira**

Existem vários tipos de nuvens interestelares (assunto de outra aula...)

Nuvens moleculares difusas

**Nuvens moleculares gigantes**

Nebulosas de reflexão ou emissão

# O Meio Interestelar: alguns dados

Densidade média muito baixa:

Gás: 1 átomo/cm<sup>3</sup>

(Para comparação, no ar a densidade é de 10<sup>19</sup> partículas/cm<sup>3</sup>)

Grãos de poeira: algumas dezenas de grãos / km<sup>3</sup>

Densidade nas nuvens pode ser milhares de vezes maior, mas ainda assim a densidade é muitíssimo menor que o melhor vácuo produzido na terra

Composição:

99% Gás

1% Poeira

Massa: aprox. 5% da massa da Galáxia

# A Galáxia



# A Galáxia



- Estrelas
- Meio interestelar
- Campo de Radiação
- Campo Magnético galáctico
- Raios Cósrmicos

# Nuvens Moleculares Gigantes

São enormes estruturas de gás e poeira, com diâmetros de dezenas de pc

Estão dentre os objetos mais massivos da Galáxia: massas de 100.000 a 1.000.000 de massas solares!

Composição:

átomos (H, He, etc.)

moléculas (H<sub>2</sub>O, CO<sub>2</sub>, NH<sub>4</sub>, etc.)

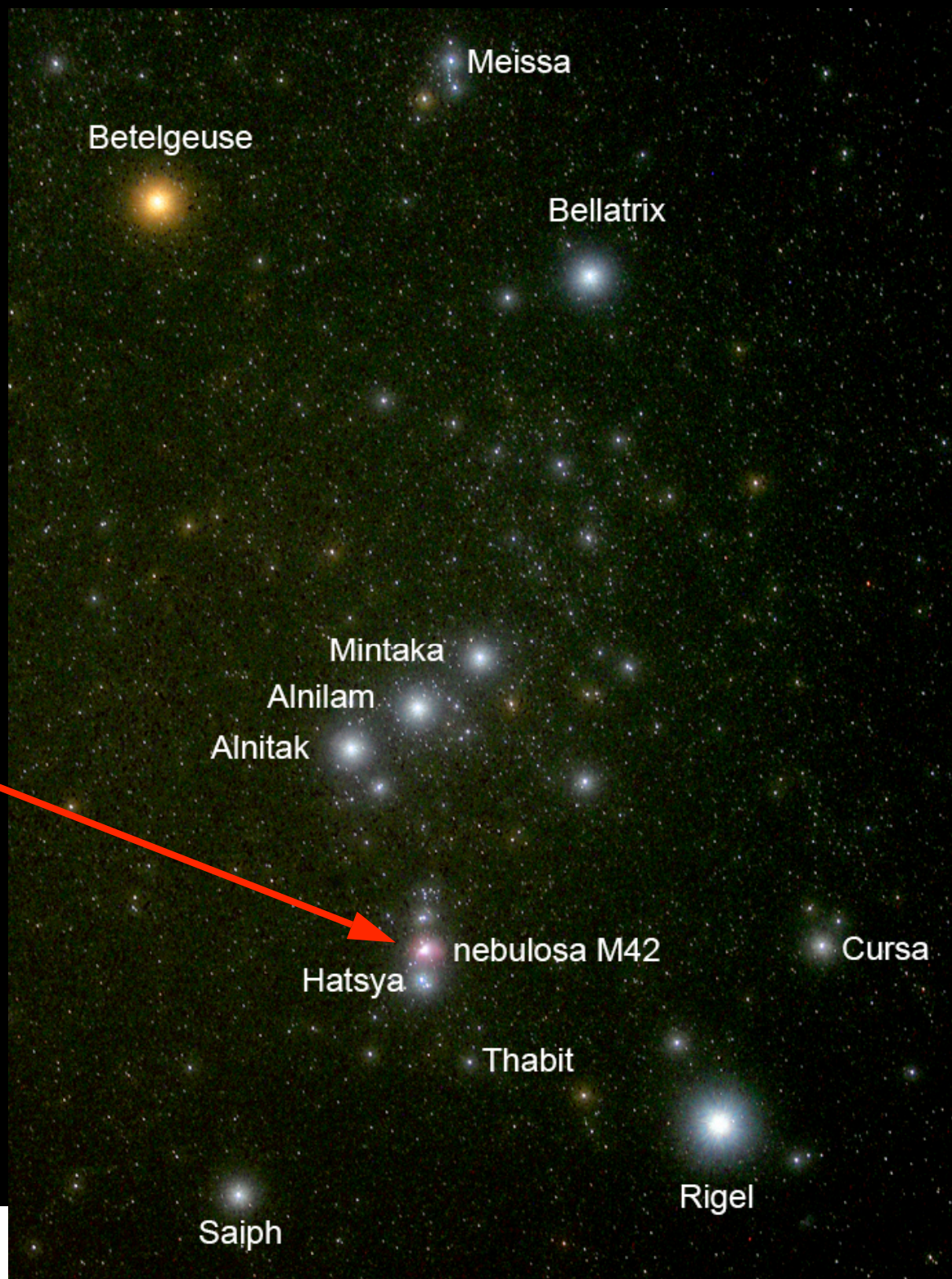
grãos de poeira (silicatos, grafite, gelo)

Temperatura: muito frios (10 - 50 K)

São reservatórios de matéria para a formação de estrelas

# Constelação de Órion

A grande nebulosa de Órion



# A Grande Nebulosa de Órion

Distância: ~500 pc

Massa: ~200.000  $M_{\text{sol}}$

Formação estelar iniciou-se há apenas 12.000.000 anos e propagouse como uma onda pela nuvem.

Processo de formação estelar se auto-alimenta:  
a primeira geração se forma e evolue. Algumas estrelas dessa geração explodem como supernovas.

A explosão comprime o gás da nuvem, dando origem a novas estrelas





# A Grande Nebulosa de Órion



Imagem no visível

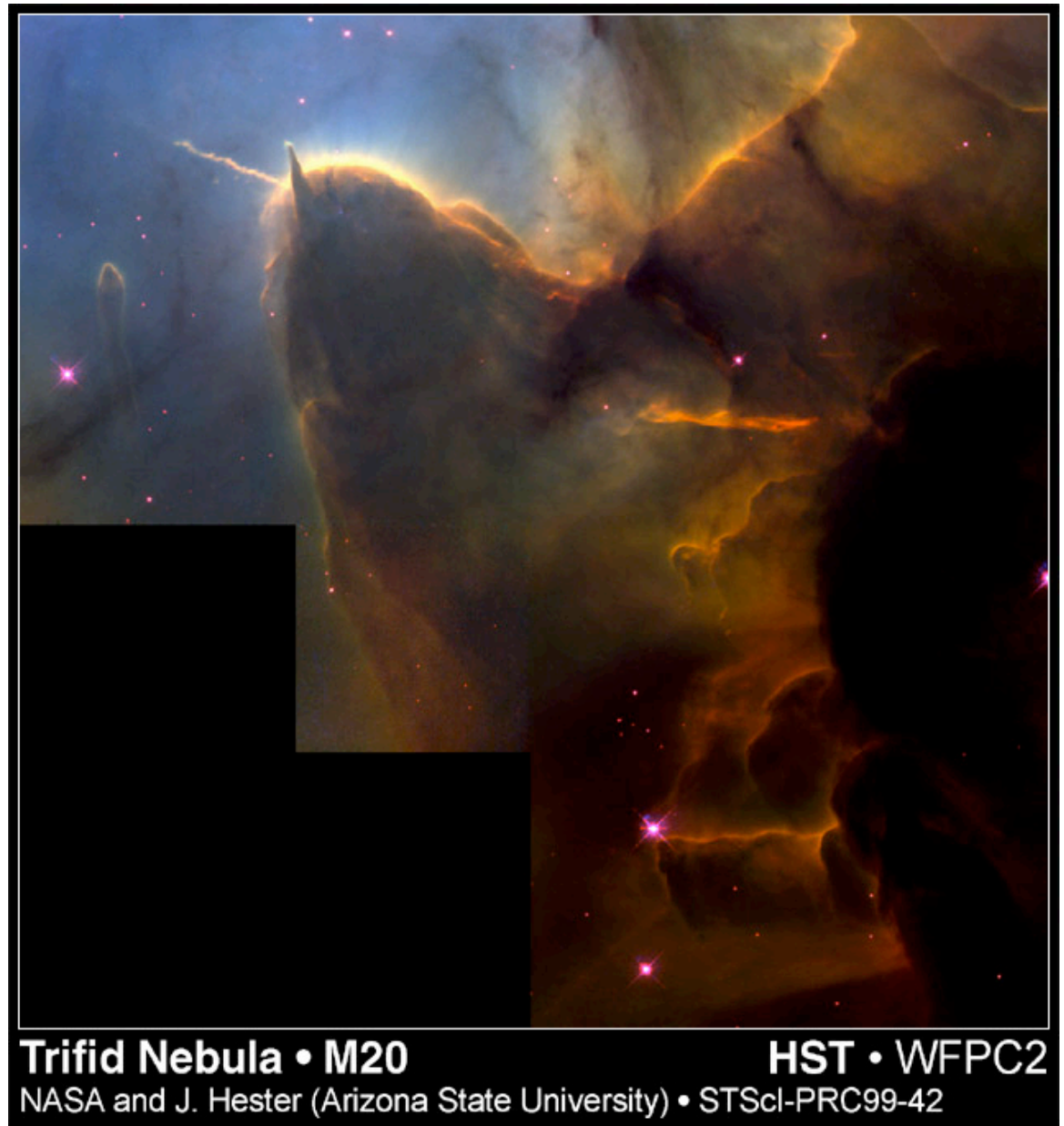


Imagem no IV

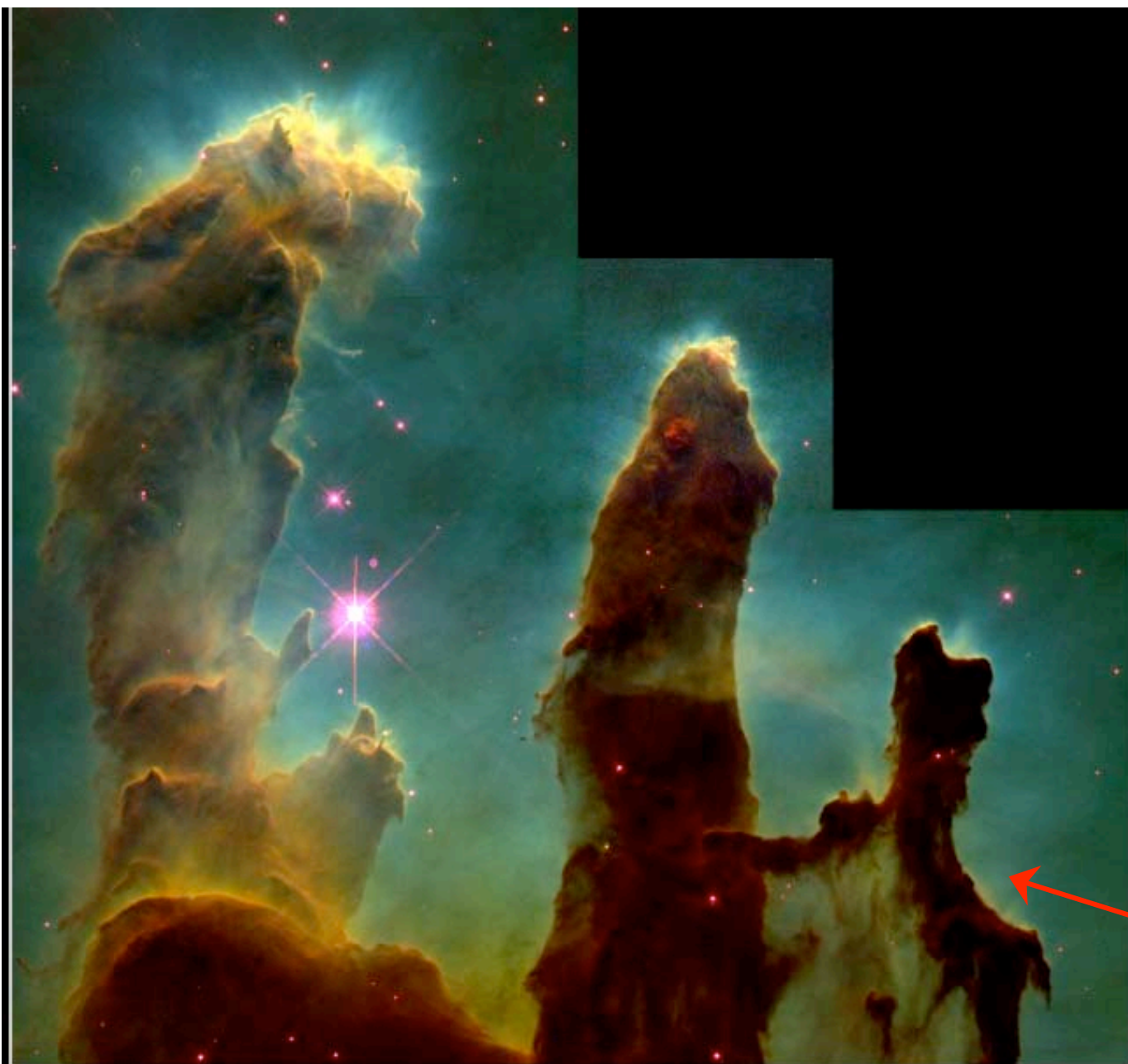
Imagem da região central (trapézio), mostrando estrelas recém formadas ou em formação. Estimas que as estrelas do trapézio tenham apenas 300.000 anos.

Nuvens de gás e  
poeira em uma  
galáxia:

**berçários de  
estrelas**



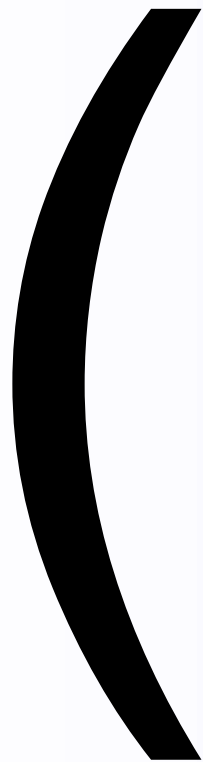
**Nebulosa Trífide M20, na constelação de Sagitário, a 9000 anos-luz de distância, exemplo de um berçário de estrelas .**



**Gaseous Pillars · M16**

**HST · WFPC2**

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



Abrindo um parêntese

# Condições para o equilíbrio de uma estrela

A essência da vida de uma estrela é a contínua competição entre duas forças opostas: **a gravidade e a pressão do gás.**

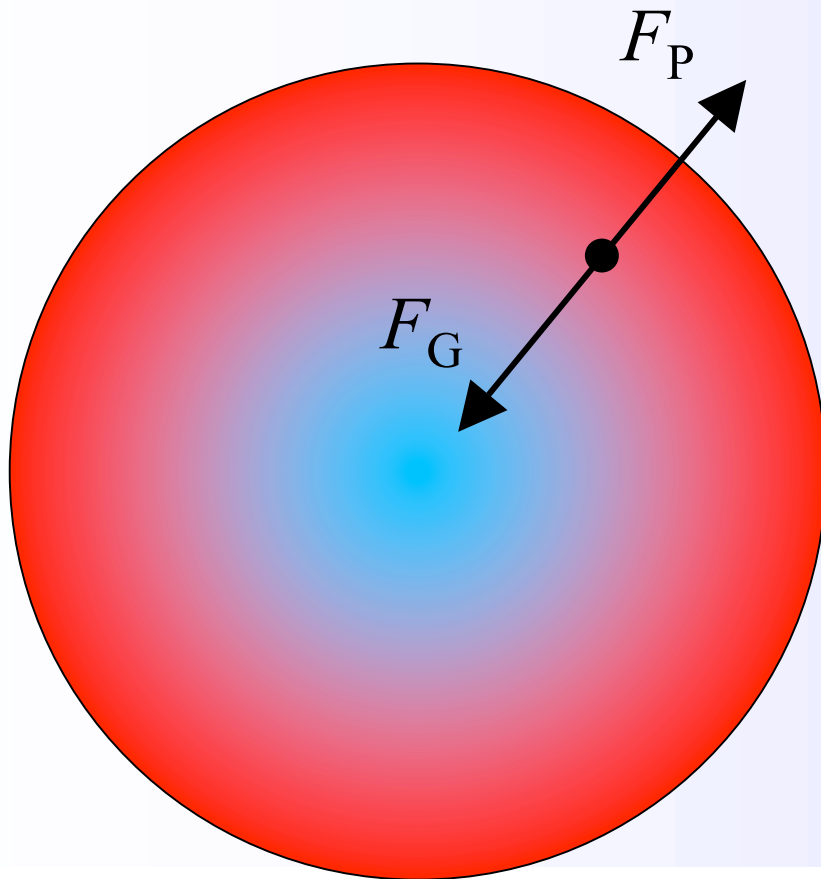
**Desde sua formação até sua morte, a cadeia de eventos é controlada basicamente por essas duas forças.**



gravidade x pressão

# Condições para o equilíbrio de uma estrela

Forças que atuam em um determinado ponto de uma estrela:



Uma estrela encontra-se em **equilíbrio hidrostático** quando

$$F_P = F_G$$

em **todos** os pontos do seu interior.

As estrelas encontram-se em equilíbrio hidrostático durante boa parte de suas vidas.

Outros exemplos de sistemas em equilíbrio: atmosfera terrestre, oceanos.

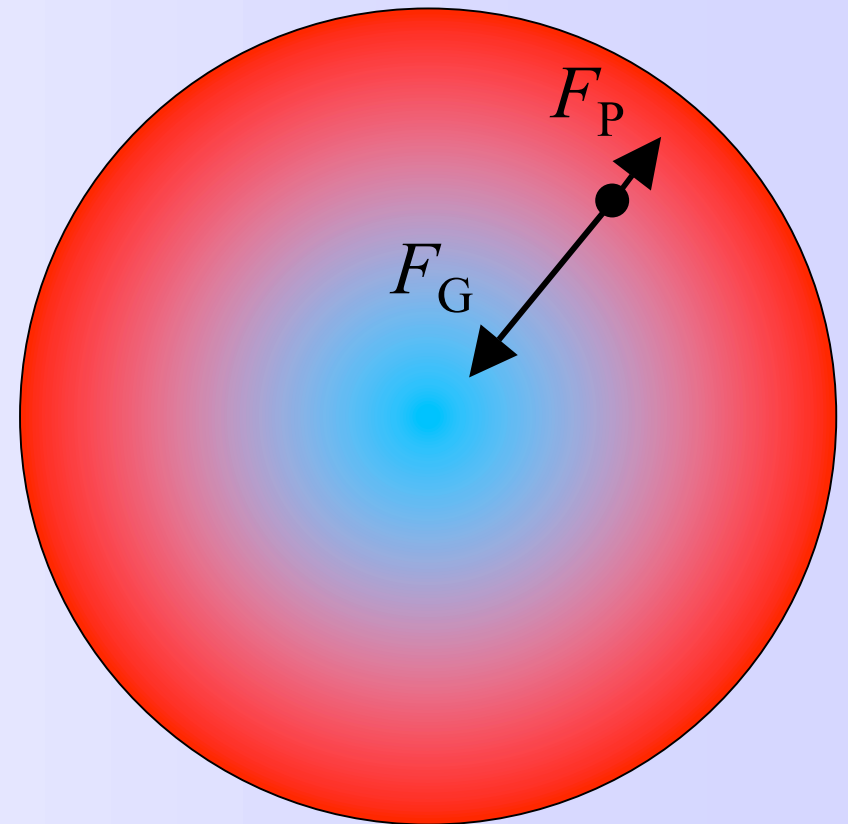
# Condições para o equilíbrio de uma estrela

Mudanças bruscas ocorrem uma das forças prevalece.

**Exemplo 1:** No fim da sequência principal, o Hidrogênio do núcleo estelar acaba.

Com o **fim da geração de energia**, a pressão interna diminui e a gravidade passa a prevalecer

→ colapso gravitacional



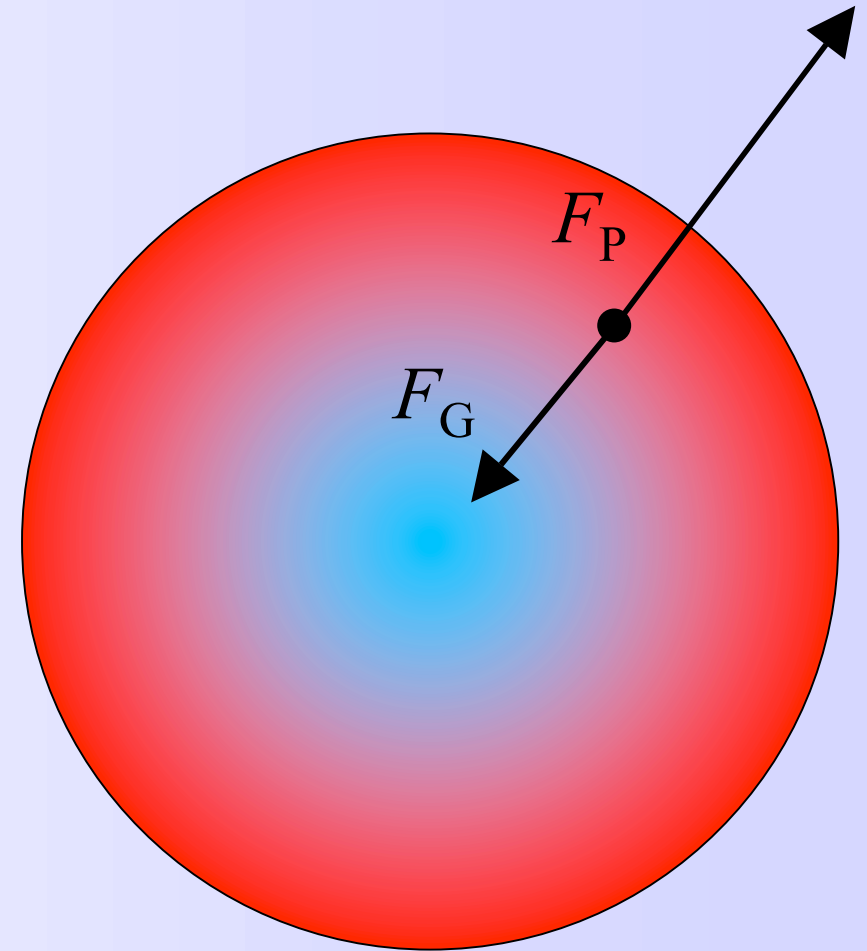
# Condições para o equilíbrio de uma estrela

**Exemplo 2:** Ao final do colapso gravitacional, o núcleo da estrela torna-se muito quente.

Inicia-se a fusão nuclear do He, cujo produto é o carbono.

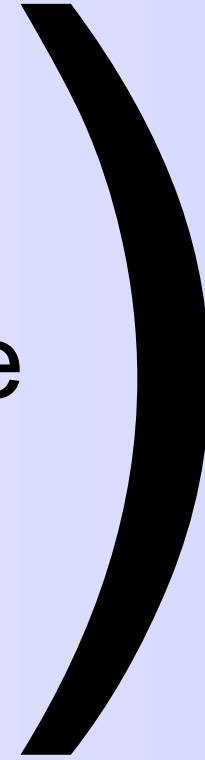
A imensa geração de energia

- expansão da estrela
- gigante vermelha





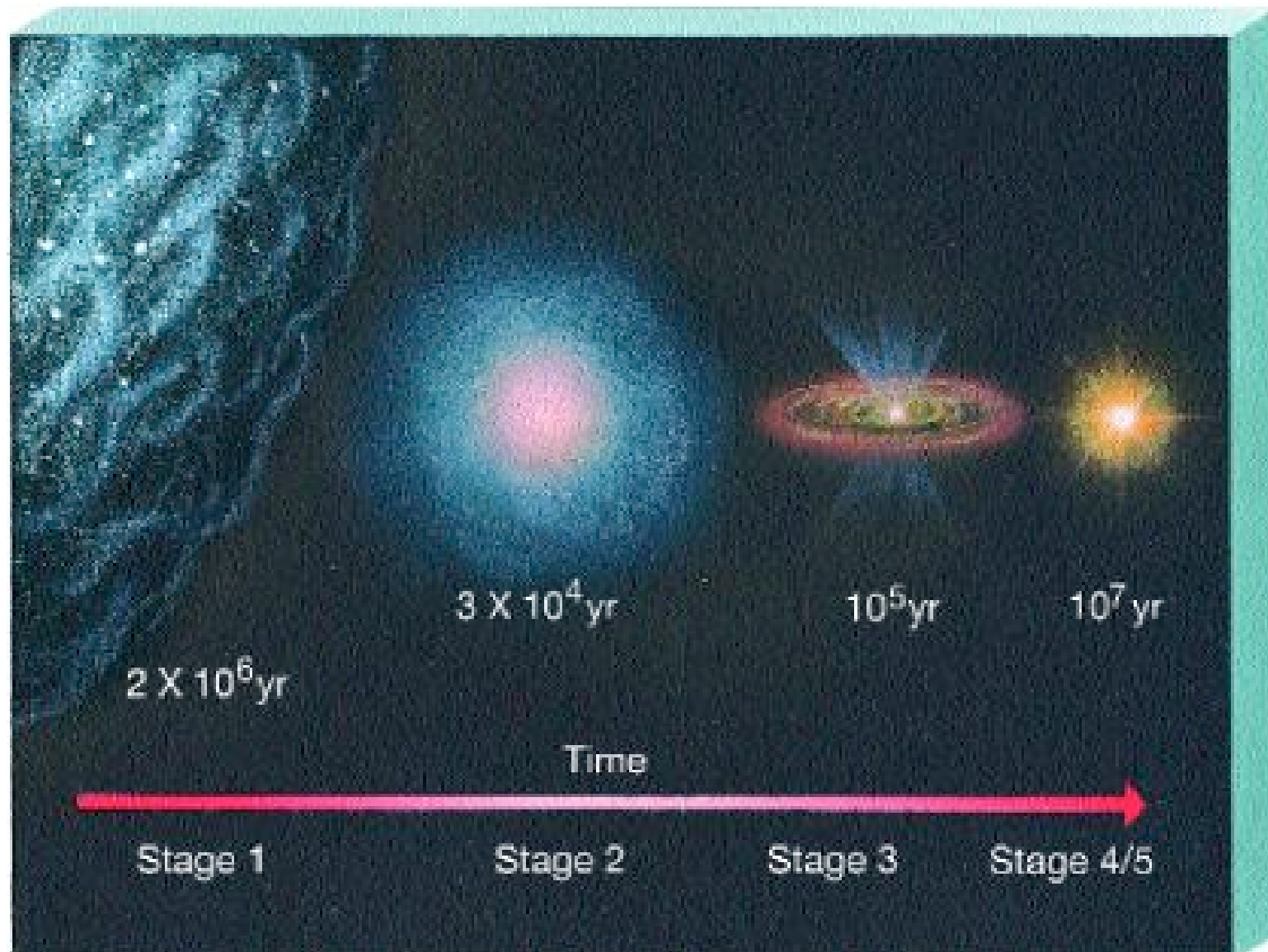
fechando o parêntese



# Como nasce uma estrela?

- 1) Nuvem densa e fria de gás e poeira começa a **colapsar** (cair sobre si mesma devido à gravidade)
- 2) Energia potencial gravitacional é transformada em energia térmica: **nuvem se esquentando**
- 3) Eventualmente seu núcleo torna-se denso e quente o bastante para **iniciar reações nucleares**.
- 4) A geração de energia interrompe a contração e a estrela entra em equilíbrio hidrostático – **nasce uma estrela na sequência principal**

# Estágios da formação estelar



# Estágio 1: Fragmentação e Contração de uma Nuvem

Em geral, as nuvens instelares estão em equilíbrio hidrostático.

Para que o colapso ocorra, as nuvens devem sofrer algum tipo de **perturbação externa**.

Um grande nuvem molecular (como Órion) passa por dois processos antes de formar uma estrela:

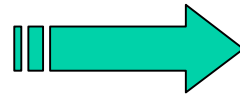
- 1) **Fragmentação**: nuvem fragmenta-se (divide-se) em pedaços menores com densidades médias maiores.
- 2) **Contração** (colapso): fragmentos tornam-se instáveis gravitacionalmente e colapsam-se, formando estrelas.

# Fragmentação

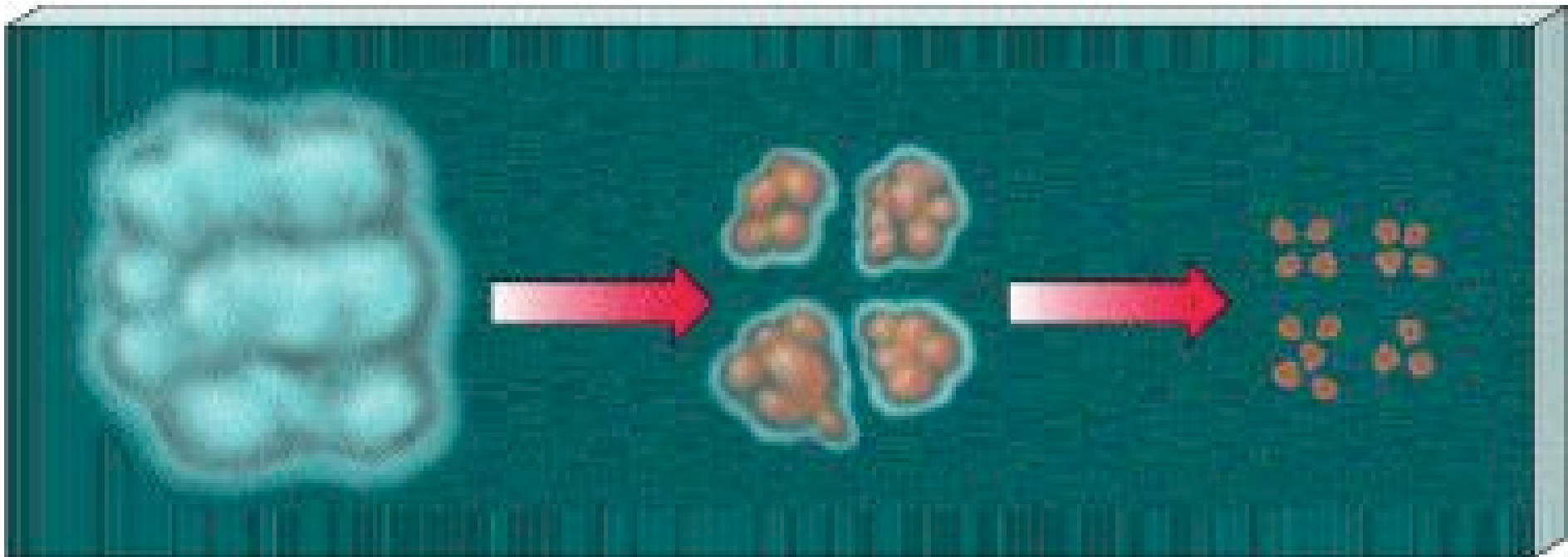
Teoria de formação estelar: um dos **grandes desafios** da Astrofísica.

????

fragmento de nuvem interestelar



estrela.



Desconhece-se ainda o processo que leva à fragmentação das nuvens. Entretanto, ele é necessário pois as maiores estrelas que podem ser formadas têm aproximadamente  $100 M_{\text{sol}}$  (compare com a massa de uma nuvem molecular, que chega a  $1.000.000 M_{\text{sol}}$ )

# Estágio 2: Colapso de um Fragmento

**Por que um fragmento começa a colapsar?**

Consideremos: nuvem de baixa densidade; temperatura uniforme, equilíbrio hidrostático. **Se nada ocorrer com a nuvem, ela ficará estável para sempre**

Uma **perturbação aleatória** produz uma região de maior densidade  $\Rightarrow$  **ação gravitacional e pressão aumentam.**

**Se  $F_G > F_{\text{pressao}}$ , ocorre o colapso**

O processo de contração em geral está associado a **perturbações externas:**

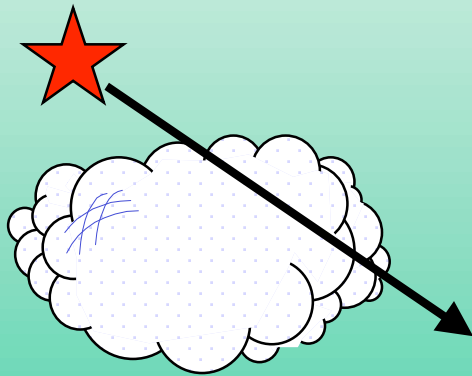
**supernovas (explosões);**

**colisões entre nuvens**

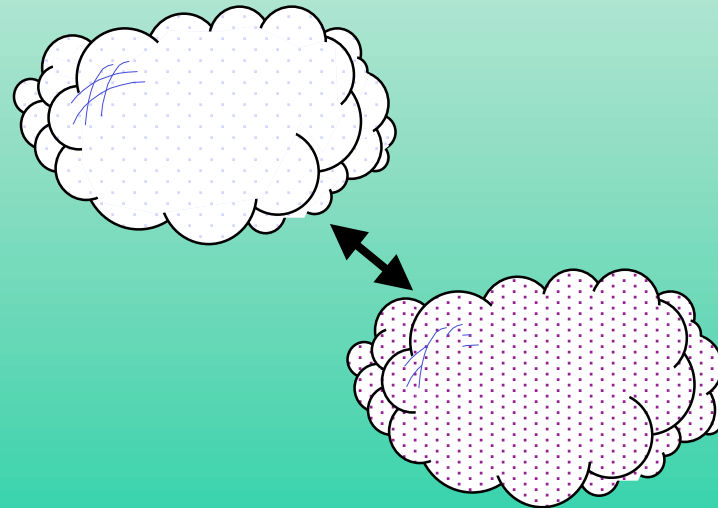
**ondas de pressão de estrelas quentes O**

# Possíveis causadores da contração gravitacional da nebulosa

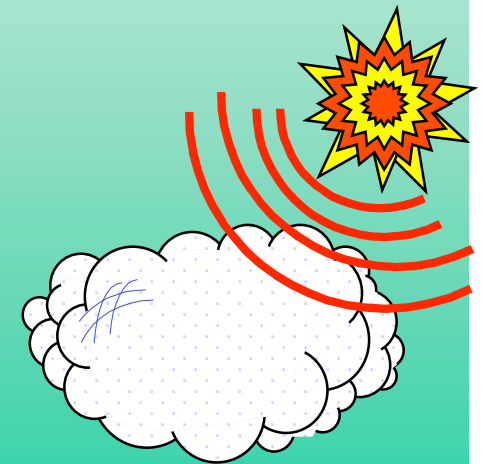
## Causas externas (Colapso forçado)



**Interação com uma  
estrela em passagem**



**Interação entre  
duas nebulosas**



**Ondas de choque  
provocadas por uma  
supernova**

# Condição para o colapso Gravitacional

Em 1902, Sir James Jeans estudou quais as condições para o colapso gravitacional.

Ele determinou que se uma nuvem com determinada densidade e temperatura tiver uma massa maior do que certo valor ( $M_J$ ), ela entrará em colapso.

$$M_J \sim T^{3/2} \rho^{-1/2}$$

Qual o significado desta expressão?

**Se temperatura  $T$  é grande**, a pressão é grande, portanto uma massa maior é necessária para haver o colapso.

**Se a densidade  $\rho$  é grande**, a gravidade é maior, portanto uma massa menor é necessária.

**$M_J$  : massa de Jeans**



# Processos de Colapso e Fragmentação

Para cada um dos fragmentos de uma nuvem:

Se  $M > M_J \Rightarrow$  ocorre colapso  $\Rightarrow$  forma-se estrelas

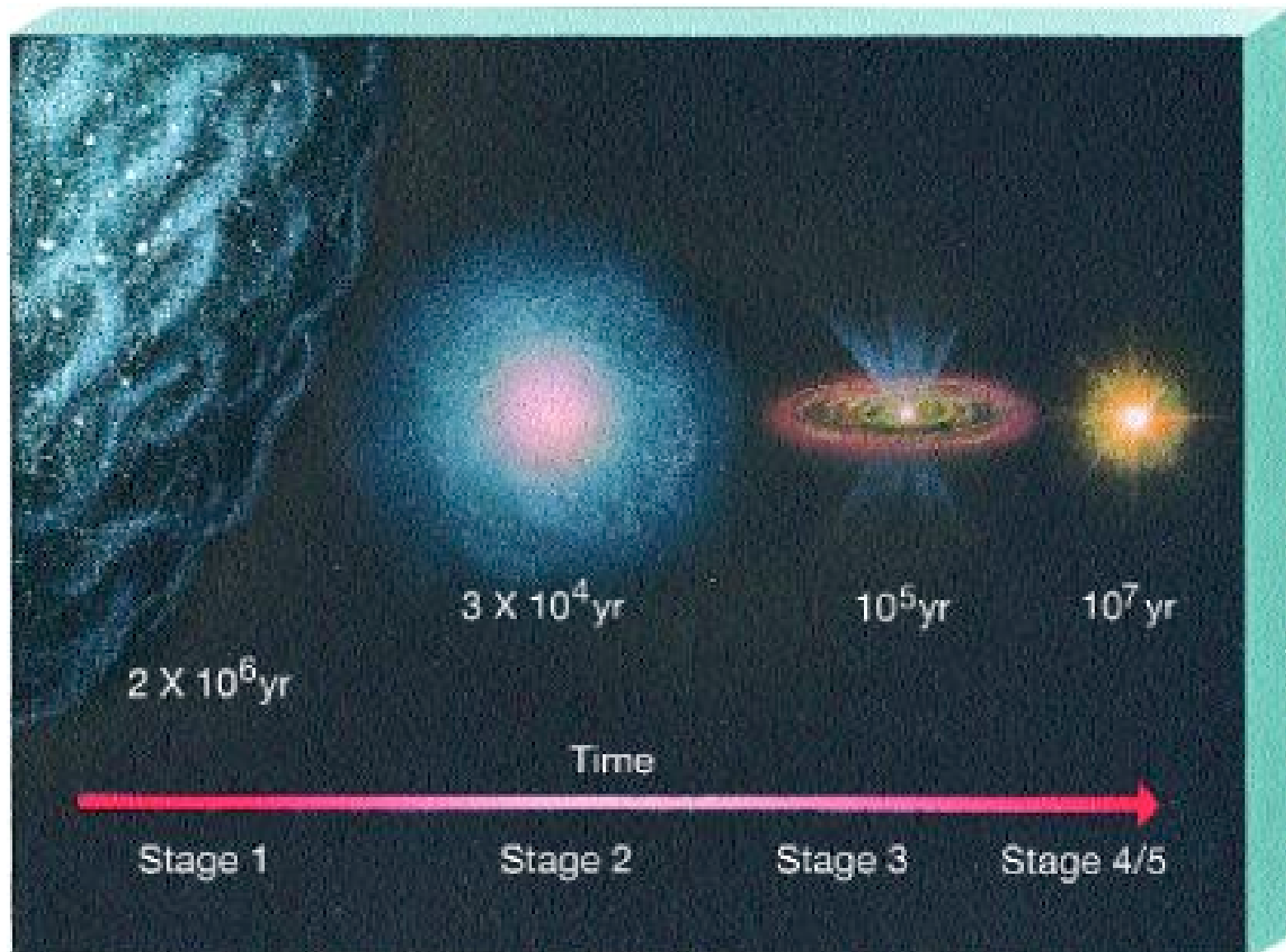
Se  $M < M_J \Rightarrow$  nuvem estável.

Dependendo da massa da nuvem original, formar-se-ão estrelas individuais ou aglomerados estelares

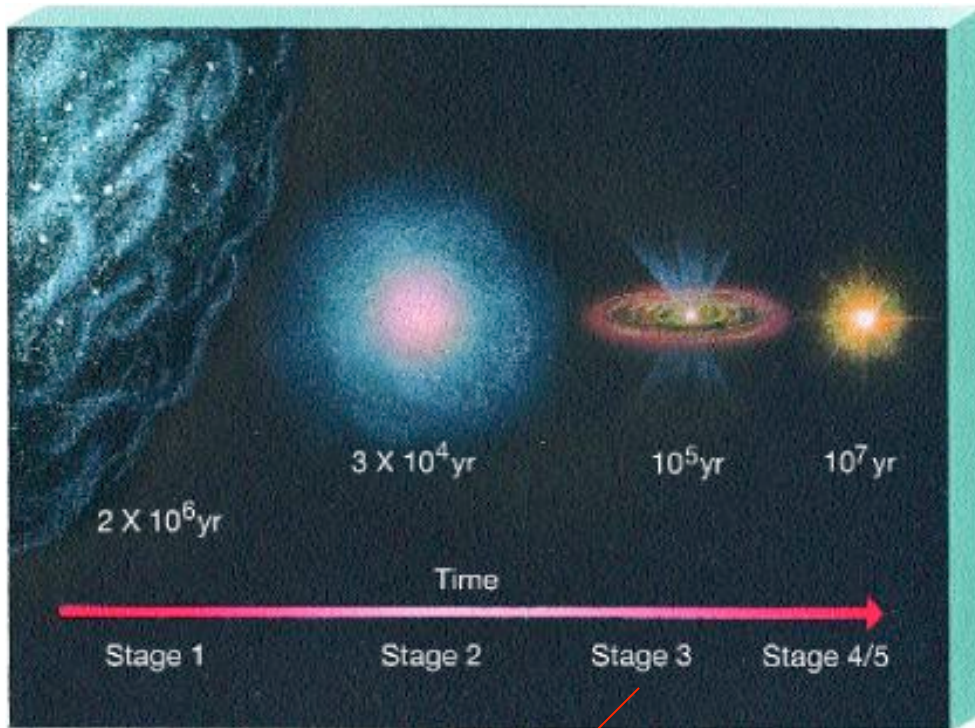
Se  $M$  for da ordem de  $10^4$  a  $10^5 M_{\text{sol}}$ , a nuvem se fragmentará em vários pedaços, cada qual formando uma estrela  $\Rightarrow$  **aglomerado estelar**

Se  $M$  for da ordem de  $10$  a  $10^2 M_{\text{sol}}$ , apenas uma estrela isolada (ou um sistema binário/múltiplo) se formará

# Estágios da formação estelar



# Estágio 3: Protoestrela



Partes externas irradiam:

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

Após alguns  $10^6$  anos:

Região central da nuvem torna-se uma **protoestrela** com um **disco protoestelar** em volta.

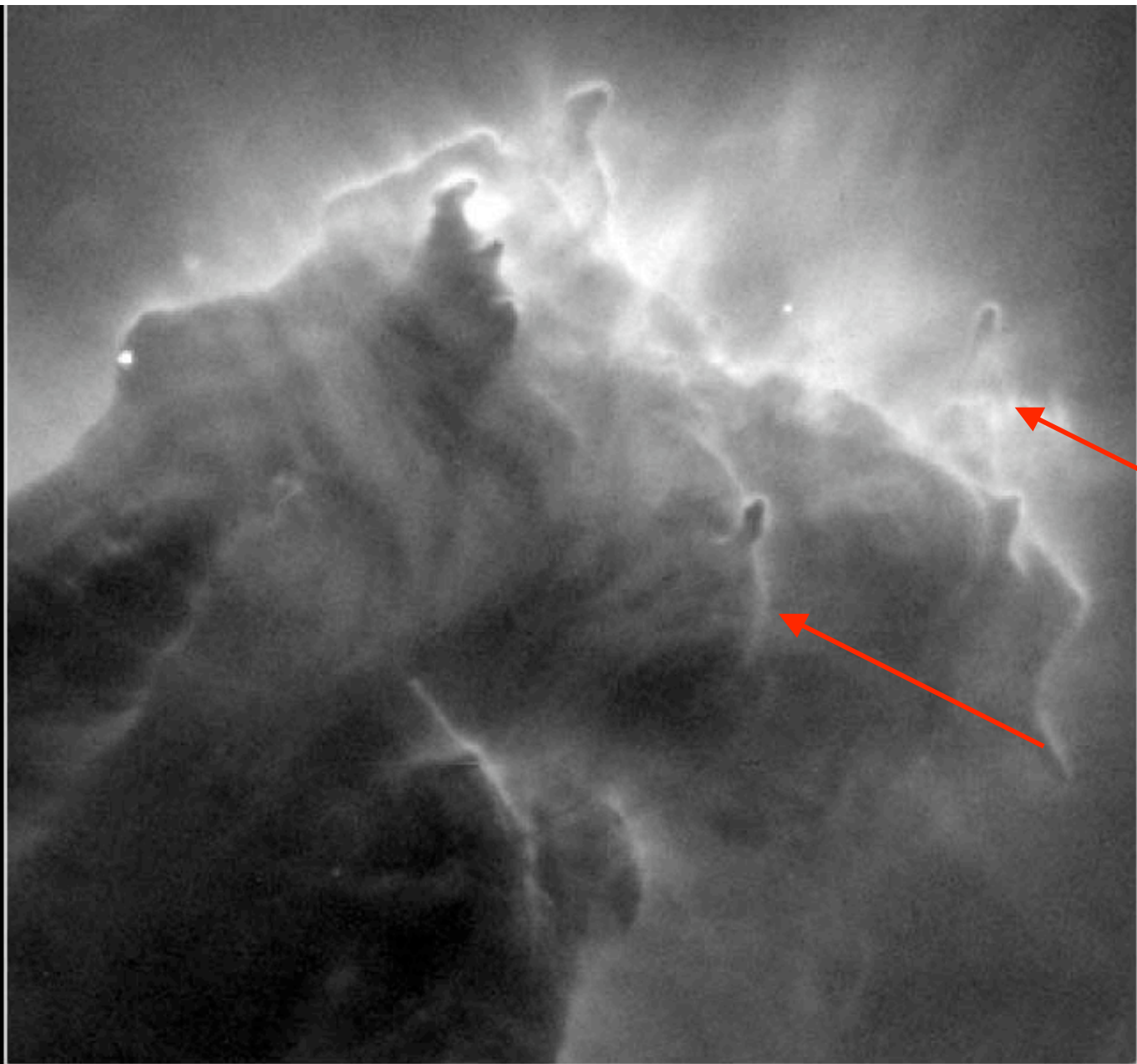
Propriedades típicas de uma protoestrela de uma massa solar:

$$T_{\text{fotosfera}} \sim 3000 \text{ K}$$

$$T_{\text{central}} \sim 10^6 \text{ K}$$

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

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



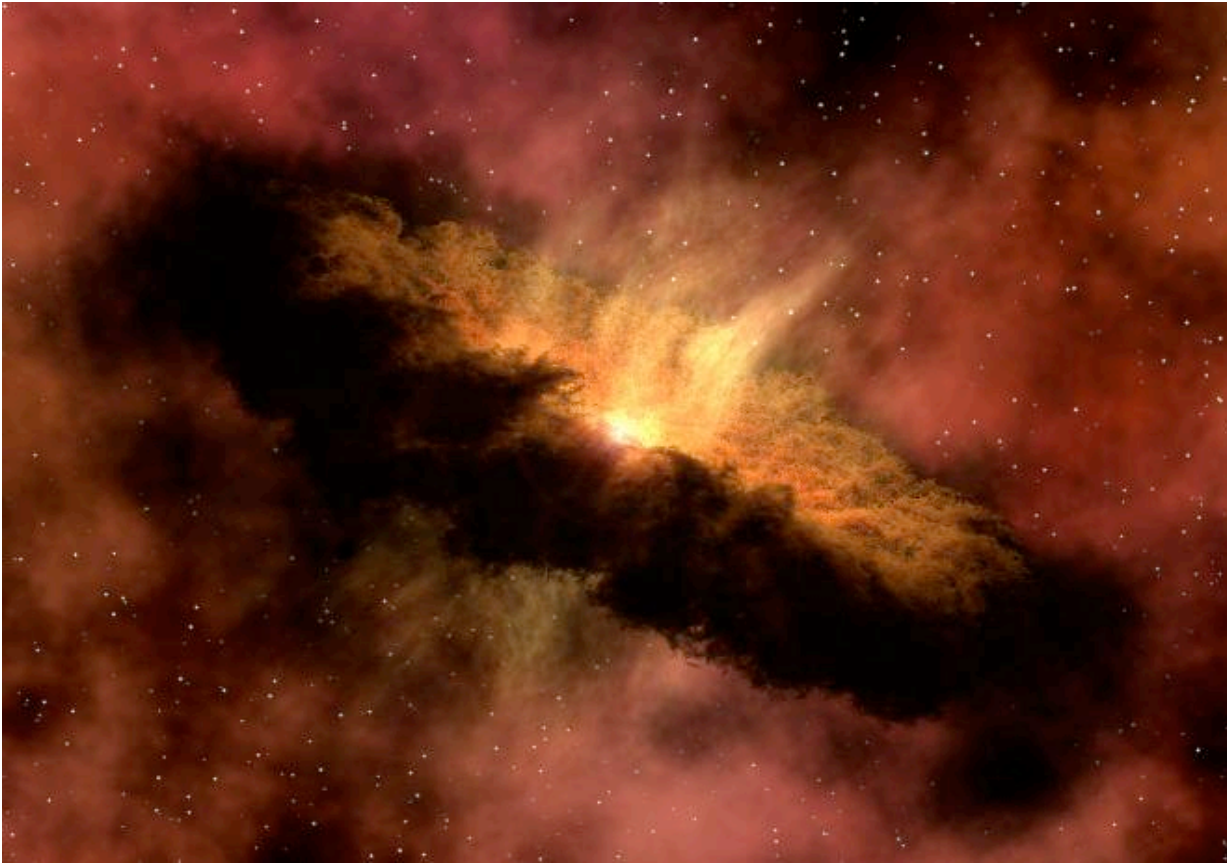
**Evaporating Globules · M16**

**HST · WFPC2**

PRC95-44c · ST ScI OPO · November 2, 1995

J. Hester and P. Scowen (AZ State Univ.), NASA

# Discos Protoestelares



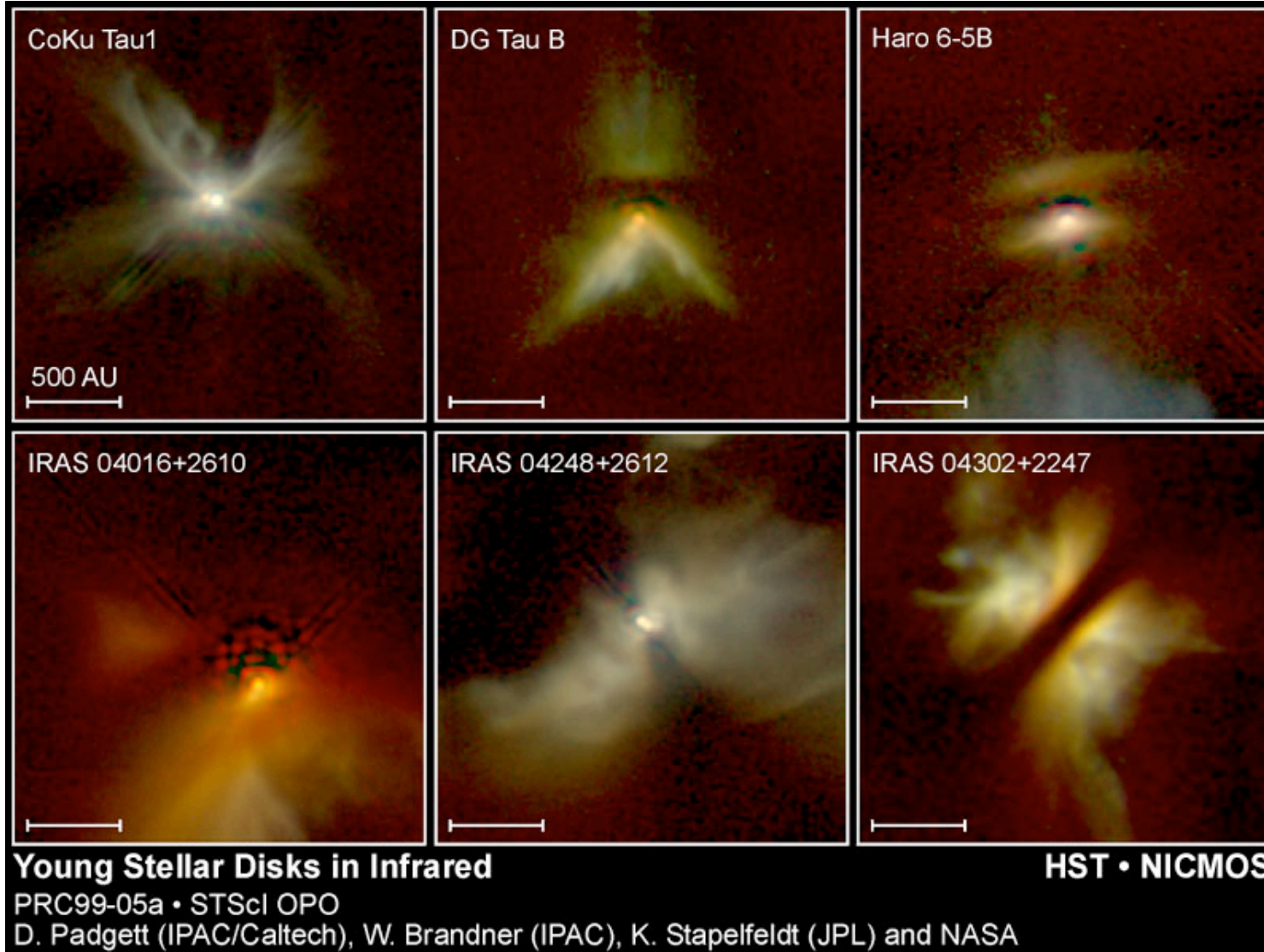
Visão artística de um disco protoestelar

A formação do disco protoestelar é consequência da **lei de conservação do momento angular**

À medida que a nuvem colapsa, a sua **velocidade de rotação aumenta**, e parte do material acumula-se em um disco, cujo plano do disco é perpendicular ao eixo de rotação.

**O disco protoestelar é o local de formação de possíveis planetas.**

# Evidências de discos protoestelares



Protoestrelas possuem ventos estelares.

O disco não permite que o vento escape pelo equador, o que leva à **formação de ventos e jatos polares**

**Disco é frio:** invisível no óptico pois os grãos de poeira absorvem radiação da estrela e emitem-na no IV.

# Evolução de uma Protoestrela

Após alguns milhares de anos de contração, uma protoestrela de  $1 M_{\odot}$  terá uma fotosfera com  $T \sim 2000$  a  $3000\text{K}$  mas com um raio 20 vezes maior que o Sol.

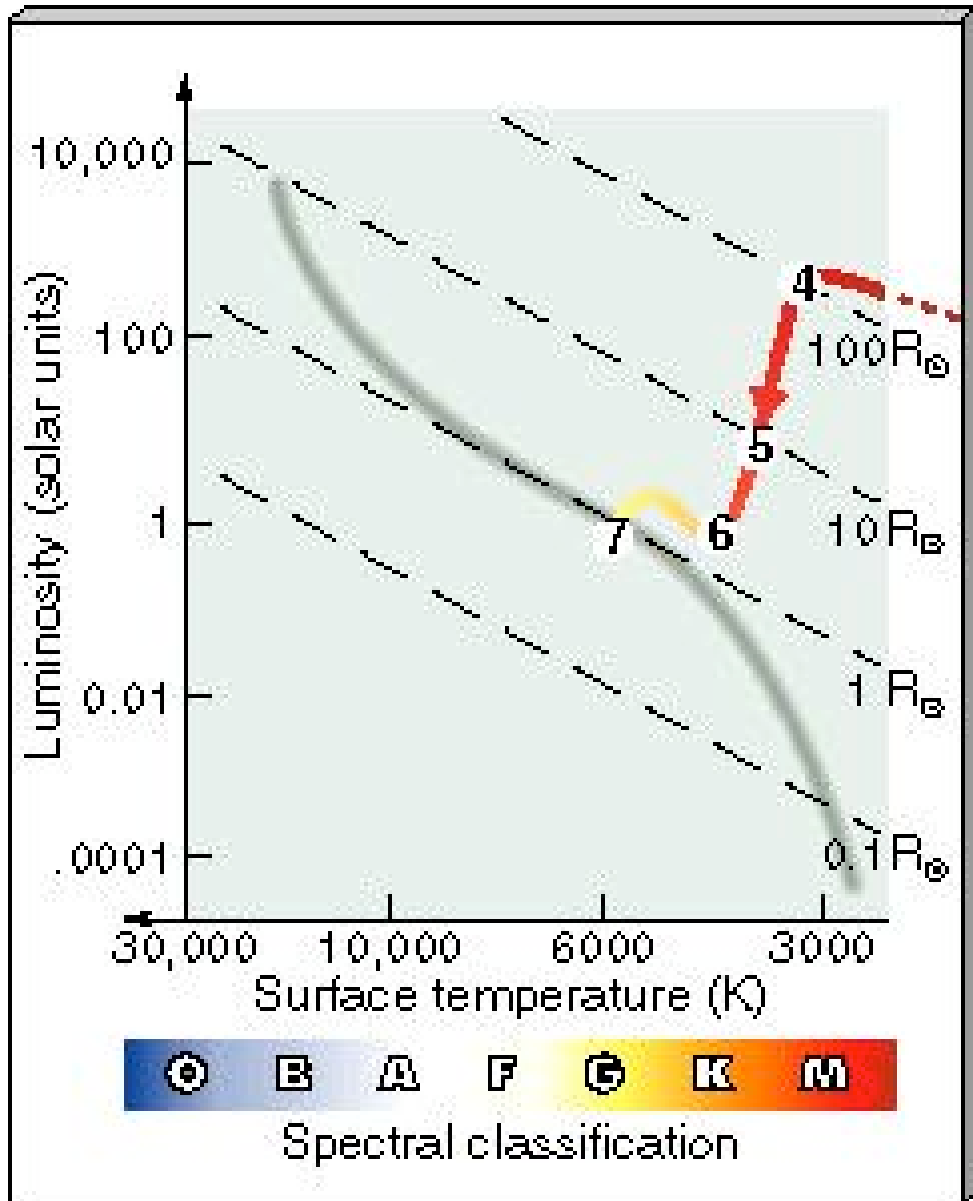
Por esse motivo, apesar de mais fria, a protoestrela será muito mais brilhante que o Sol.

**Qual a fonte de energia dessa estrela?**

**Energia potencial gravitacional**, que é convertida em energia térmica no processo de colapso.

Lembrando: uma protoestrela ainda não iniciou a fusão do H no núcleo!

# Trajectoria Evolutiva da Protoestrela no Diagrama HR



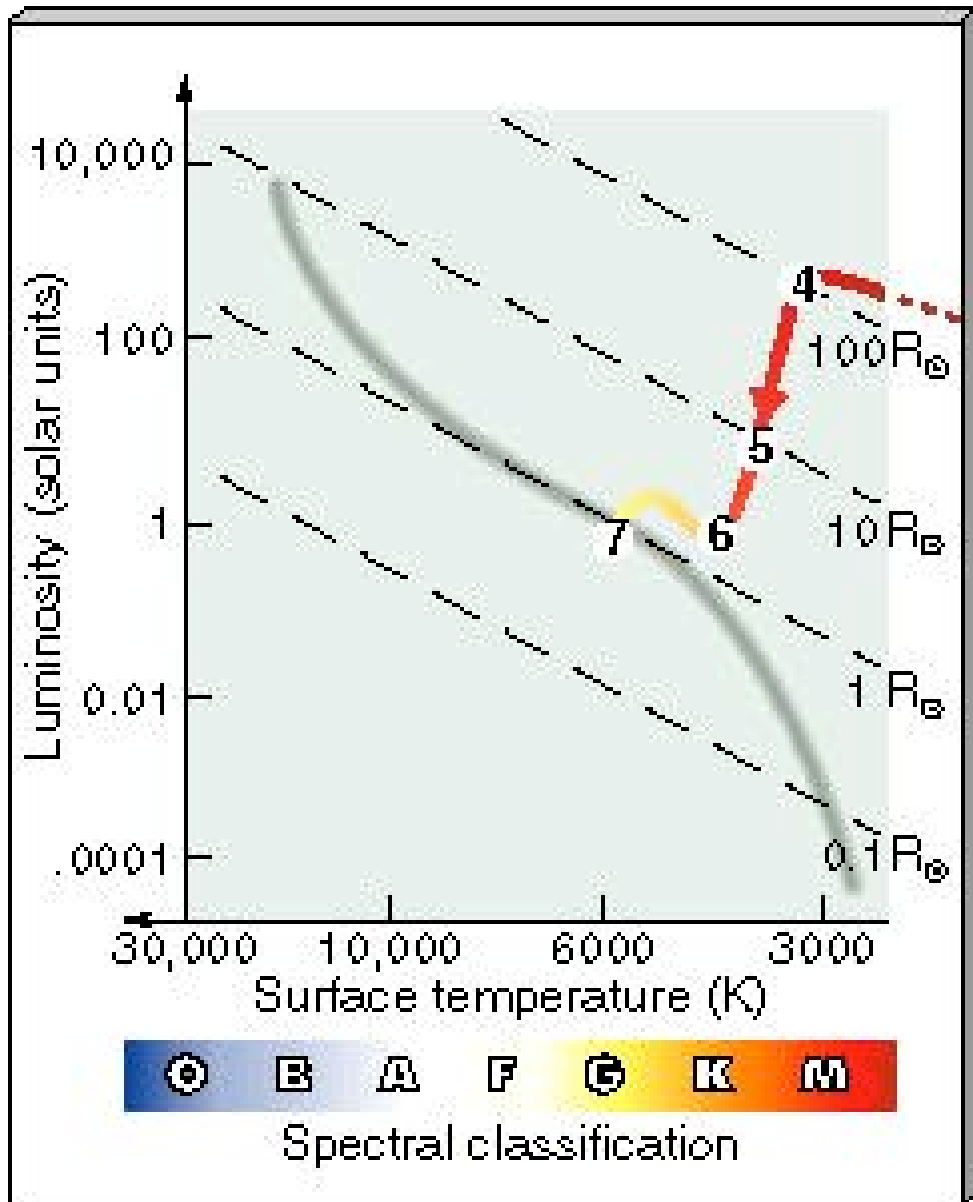
**Protoestrela (ponto 4):** começa no ramo das gigantes vermelhas

À medida que a contração prossegue, a protoestrela move-se para baixo (**L menor**) e para a esquerda (**T maior**).

**Com o aumento da densidade, aumenta a pressão**, que trabalha contra a gravidade desacelerando contração



# Trajectoria Evolutiva da Protoestrela no Diagrama HR



10.000.000 de anos depois (ponto 6) o núcleo torna-se quente o suficiente para iniciar a fusão do H, e a **protoestrela torna-se uma estrela pré-sequência principal.**

Durante os 30.000.000 de anos seguintes (pontos 6 a 7), a estrela passa por um processo de ajuste de sua estrutura, e o **equilíbrio hidrostático é finalmente atingido: sequência principal.**

## Estrelas de outras massas

A trajetória evolutiva de uma protoestrela depende de sua massa.

A trajetória que acabamos de ver vale para estrela de  $M = 1 M_{\text{sol}}$ . Neste caso são necessários dezenas de milhões de anos para a protoestrela chegar na SP.

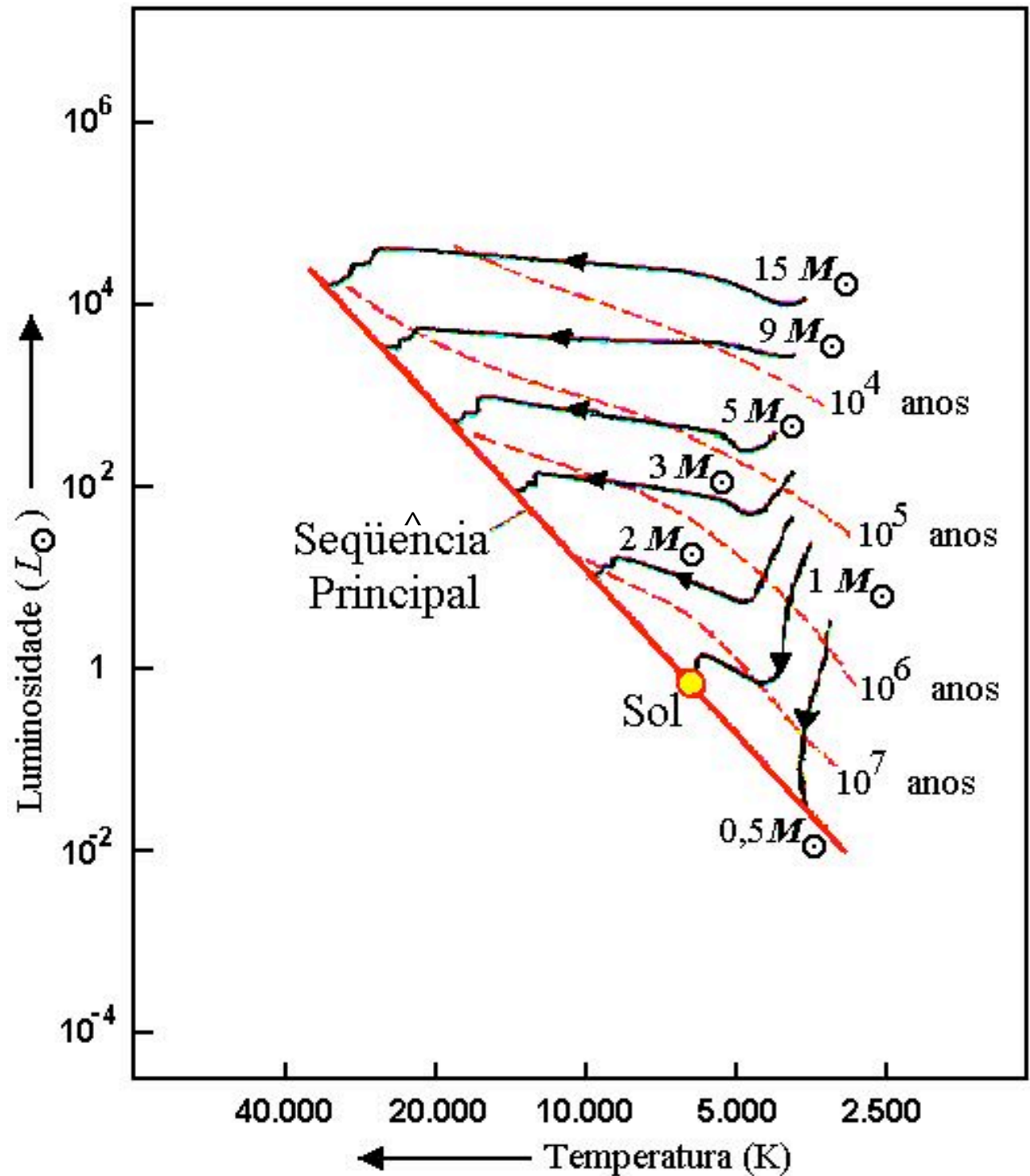
Para uma protoestrela de  $M = 15 M_{\text{sol}}$ , são necessários apenas **10.000 anos** para chegar na SP.

Protoestrelas com  $M \leq 0,08 M_{\text{sol}}$  nunca desenvolvem pressões e temperaturas altas o bastante para virar estrelas: **anãs marrons**

## Trajelórias evolutivas de protoestrelas de diferentes massas

**Importante:** uma estrela não evolue ao longo da SP!

Por exemplo, se a estrela chega na SP como uma anã G, ela continuará (aproximadamente) na mesma posição do diagrama HR até atingir o próximo estágio de sua evolução (gigante vermelha)



# A Sequência Principal

# Estrela da Sequência Principal

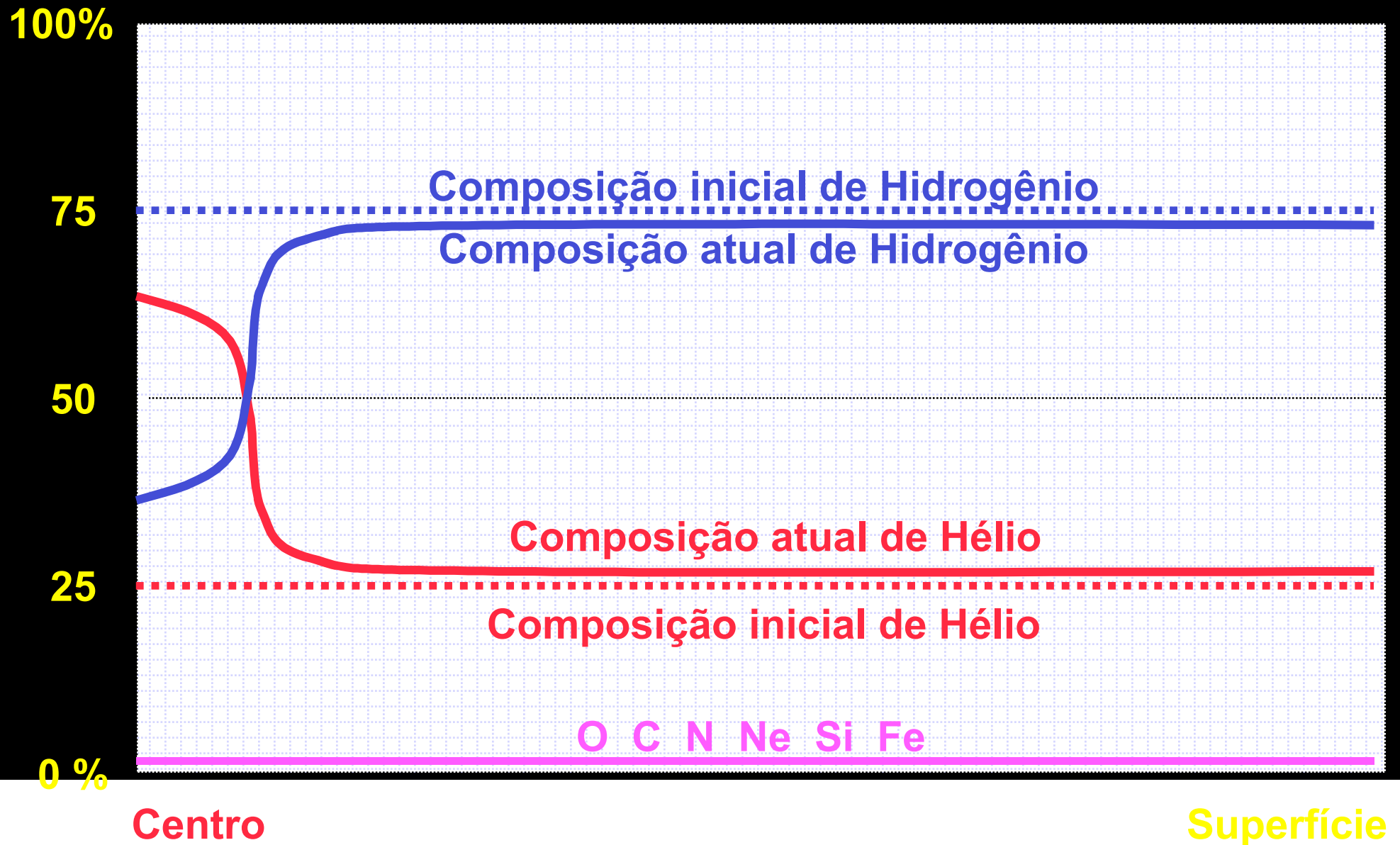
Como vimos, a SP é atingida quando a estrela **inicia a queima do H em seu núcleo e se reorganiza, atingindo o equilíbrio hidrostático.**

A sequência principal é a fase mais longa da vida de uma estrela. Tipicamente, as estrelas permanecem **90% do seu tempo de vida nesta fase.**

Isso não quer dizer que durante a SP principal a estrela não evolua. A queima do H acarreta uma gradual mudança da composição química do Núcleo, que acarreta pequenas alterações nas propriedades da estrela: **evolução ao longo da SP.**

Por exemplo, no caso Sol, acredita-se que inicialmente seu raio fosse 15% menor, sua luminosidade 30% menor e sua temperatura efetiva 30% menor.

# Mudanças na composição química do Sol



# Tempo de Vida na Sequência Principal

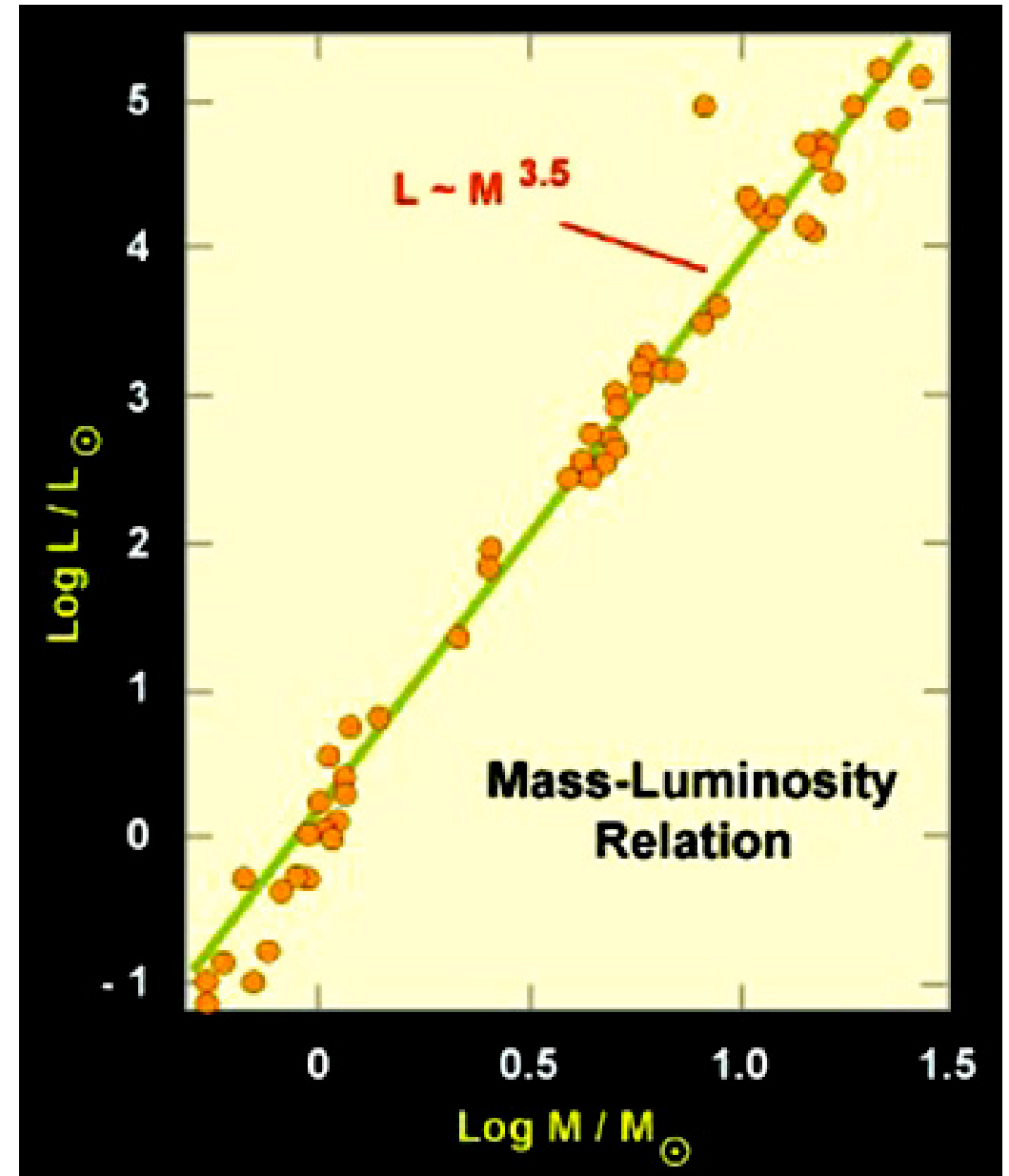
# Relação Massa-Luminosidade

Existe uma relação direta entre a massa de uma estrela e sua luminosidade

**Estrelas mais massivas tendem a ser mais luminosas** (e vice-versa)

$$L \propto M^\alpha$$

com  $\alpha \sim 3.5$



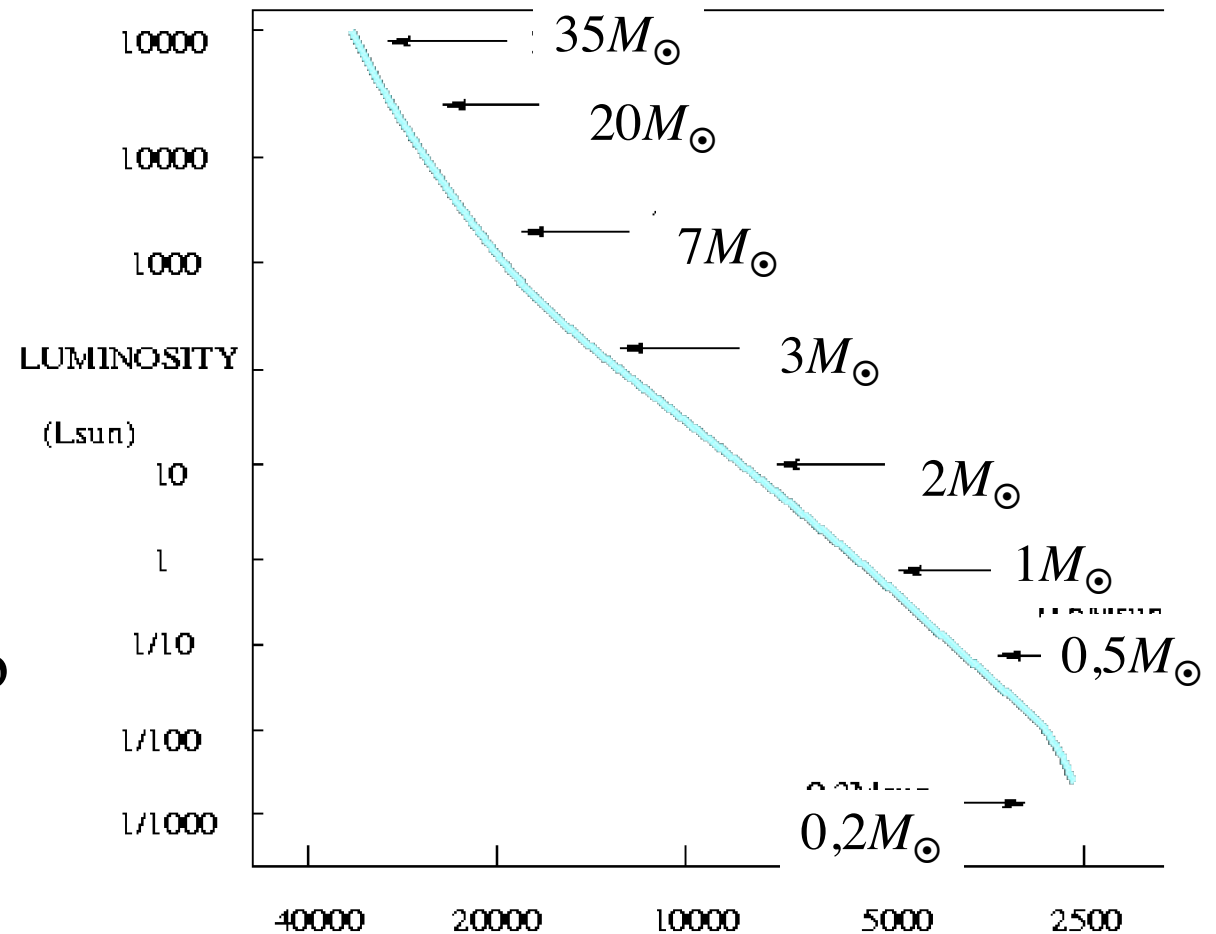


# Massa e o Diagrama HR

Da relação M-L, podemos associar cada ponto da SP a um valor de massa!

**Portanto, a SP é uma sequência de massas!**

A SP, no diagrama HR, ilustra **graficamente** a relação entre duas **propriedades observacionais** ( $L$  e  $T$ ) e uma **propriedade fundamental** das estrelas ( $M$ ).



# Tempos de vida na Sequência Principal

Quanto tempo uma estrela fica na seqüência principal?

$$\tau_{\text{SP}} \propto \frac{\text{Combustível}}{\text{Gasto}} \propto \frac{M}{L}$$

Da relação massa-luminosidade, obtemos

$$\tau_{\text{SP}} \propto \frac{M}{M^\alpha} \propto M^{1-\alpha} \propto M^{-2,5}$$

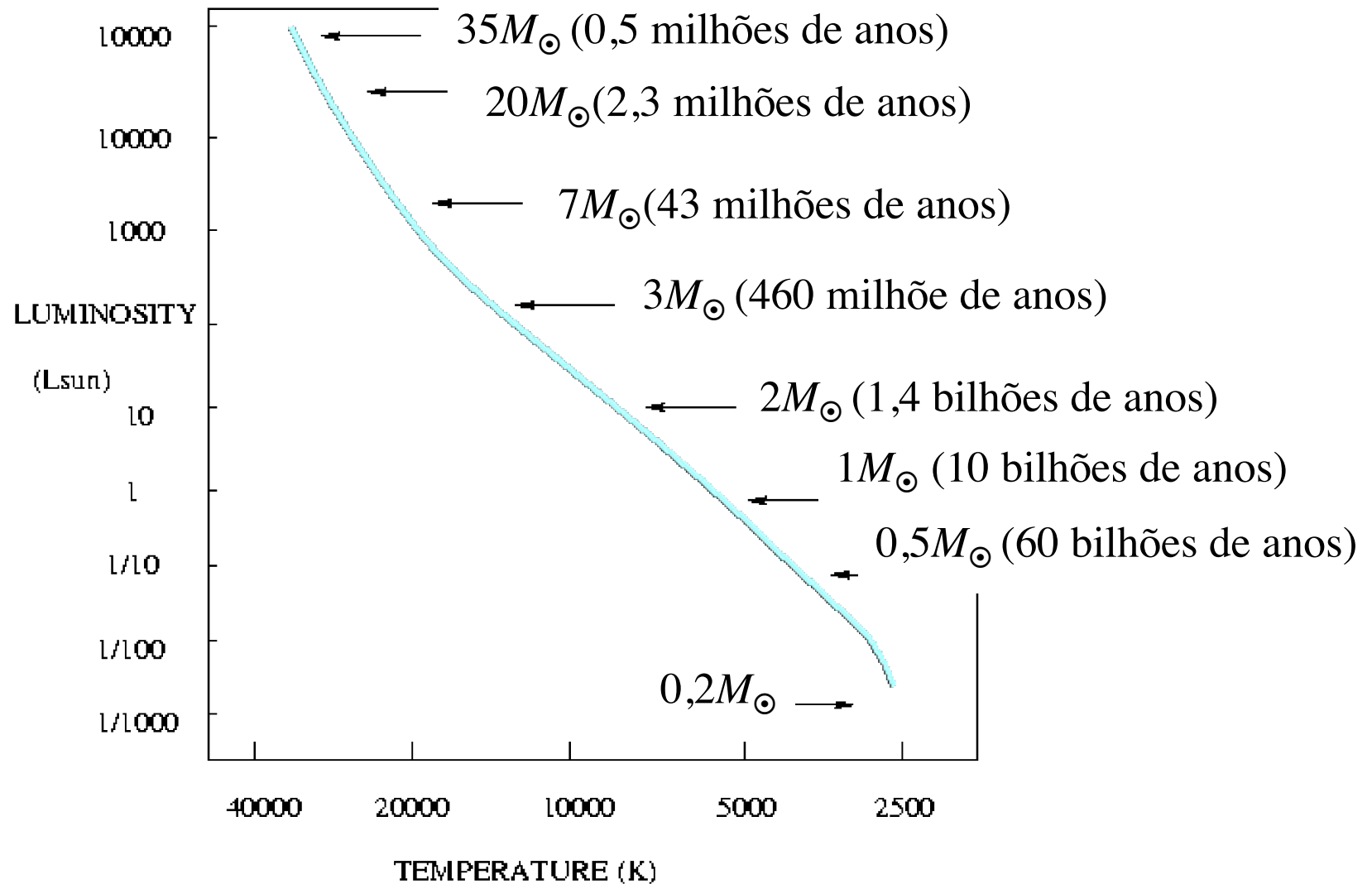
**Portanto, estrelas com massas maiores tem um tempo de vida na SP muito mais curto do que estrelas de baixa massa!**

# Tempos de vida na Sequência Principal

Uma forma de entender porquê as estrelas massivas têm um tempo de vida mais curto é considerar que quanto maior a massa de uma estrela, maior deve ser a força da pressão gerada no interior para contrabalançar a gravidade.

Dessa forma, estrelas massivas devem gerar energia a taxas altíssimas no interior (alta  $L$ , portanto), o que faz com que o H se acabe rapidamente.

# Tempos de vida na Sequência Principal



# Como testar a Teoria de Evolução Estelar?

*Diagrama HR de aglomerados estelares*

# Diagramas HR de Aglomerados Estelares

Uma dificuldade comum para se montar um diagrama HR é a determinação da **distância** às estrelas. Essa dificuldade pode ser evitada se estudarmos estrelas que pertencem a aglomerados

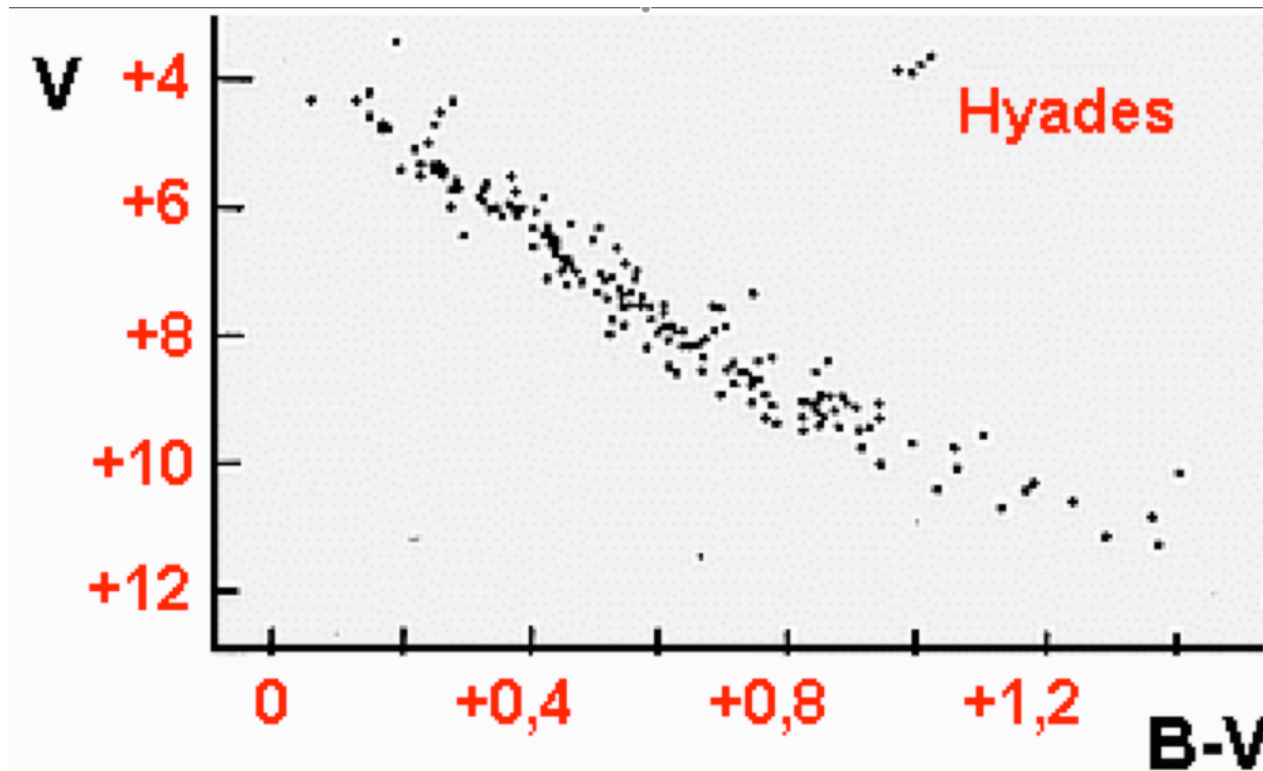
**Aglomerados** → grupos de estrelas ligadas gravitacionalmente (portanto, próximas umas às outras)

Neste caso, a distância que separa cada estrela é muito menor que a distância à Terra → pode-se considerar que todas as estrelas estejam à mesma distância!

**Ponto fundamental** → as estrelas do aglomerado têm a mesma idade e composição química!

# Hyades: um aglomerado jovem

---

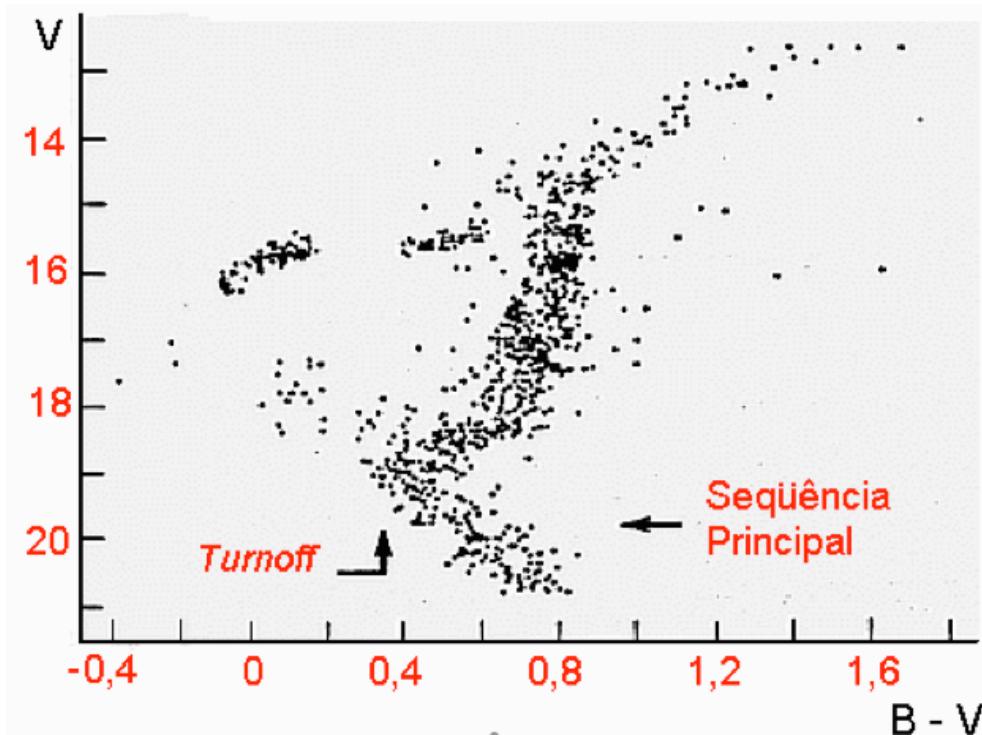


Idade: 100 milhões de anos

Praticamente todas as estrelas na seqUência principal, mas algumas (as mais massivas) já passaram à fase seguinte (gigante vermelha)

## M3: um aglomerado velho

---



Idade: ~12 bilhões de anos

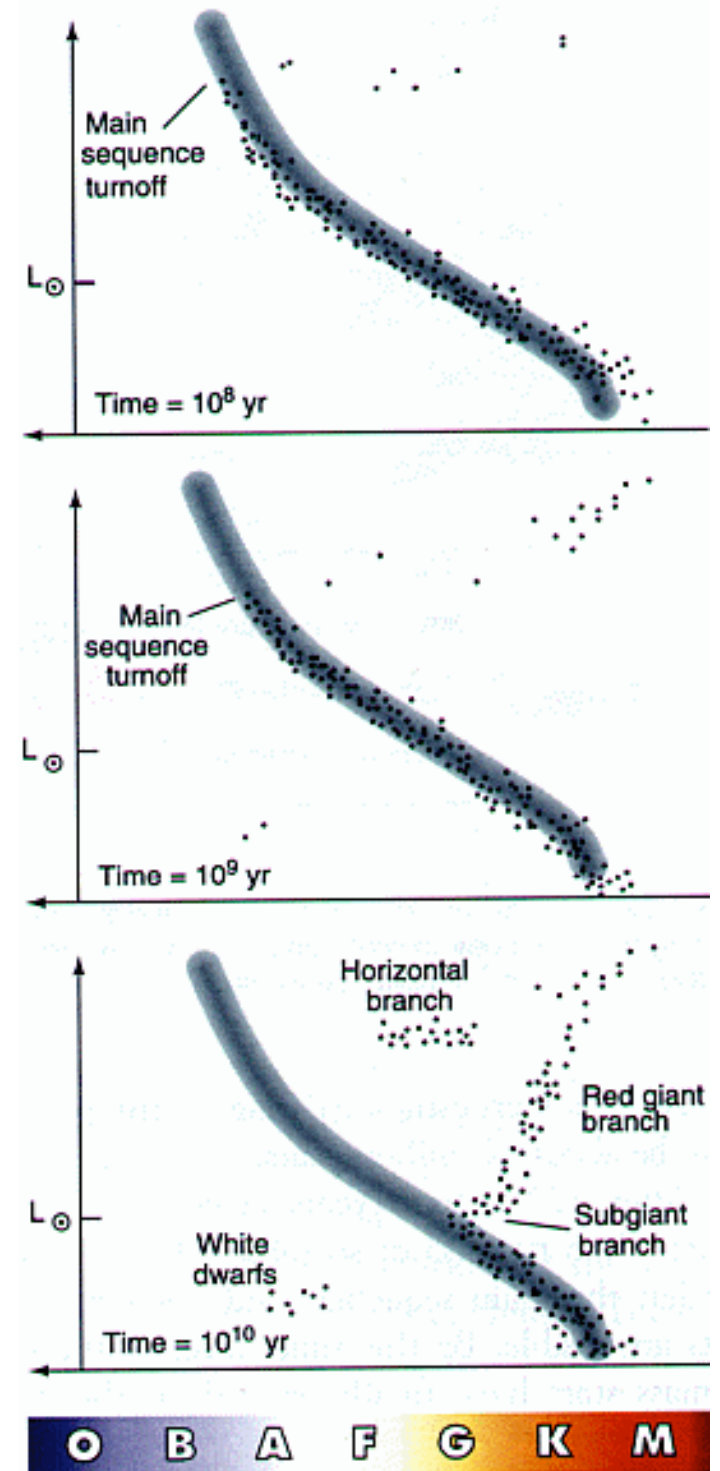
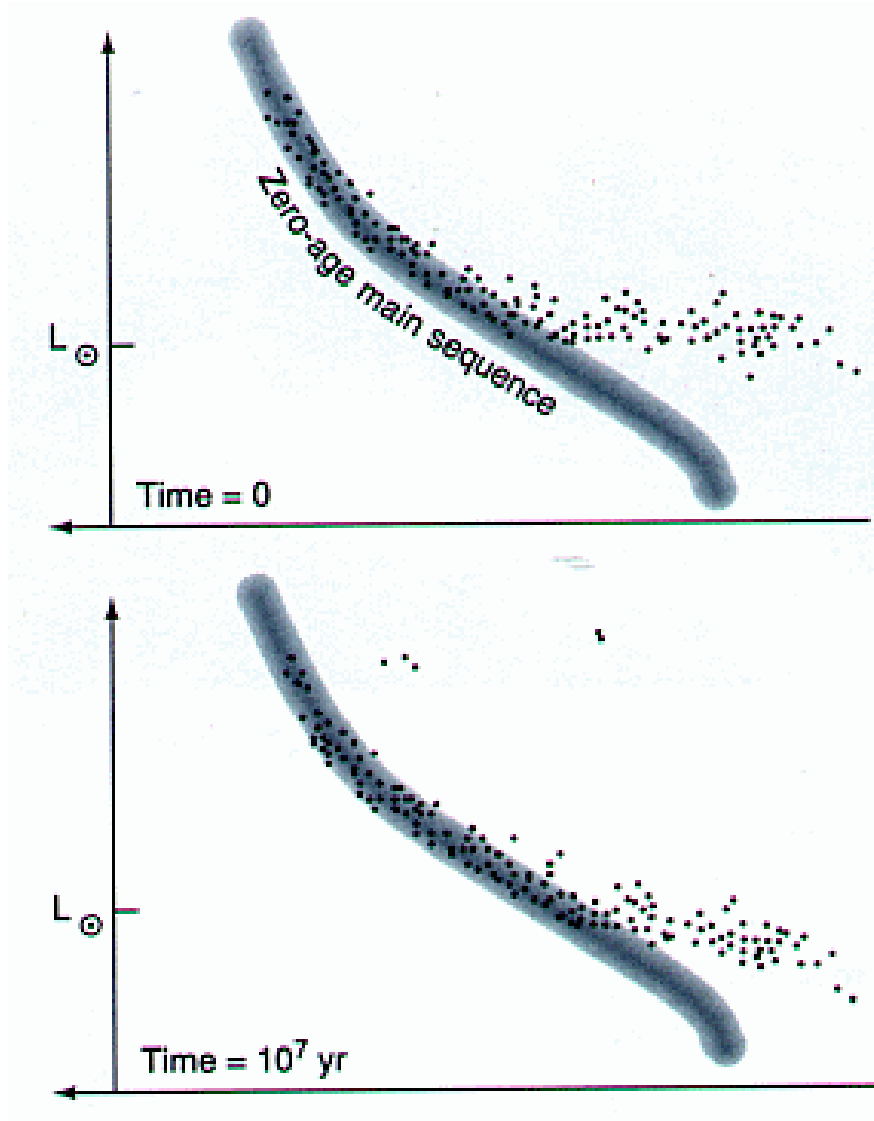
Grande concentração no ramo das gigantes (estrelas evoluídas)

**Ponto de turnoff** → ponto em que as estrelas do aglomerado deixam a SP → **fornece a idade do aglomerado!**

Diagramas HR de aglomerados possibilitam um teste dos modelos de evolução estelar.



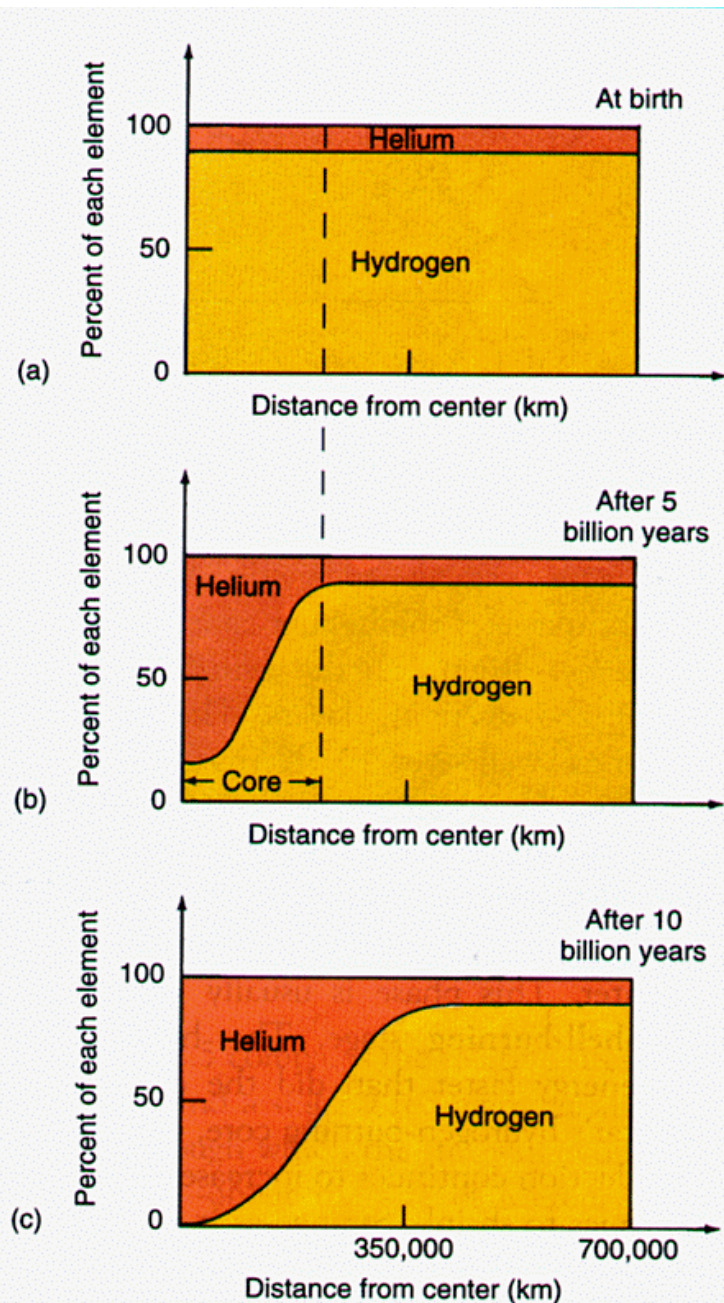
# Modelos para a Evolução de um aglomerado estelar



# Evolução após a Sequência Principal

# Fim da Sequência Principal

Ao fim da sequência principal, o núcleo da estrela é composto principalmente de Hélio.



# Condições para o equilíbrio de uma estrela

A essência da vida de uma estrela é a contínua competição entre duas forças opostas: **a gravidade e a pressão do gás.**

**Desde sua formação até sua morte, a cadeia de eventos é controlada basicamente por essas duas forças.**



gravidade x pressão

# Evolução Após a Sequência Principal

O que ocorre após a SP depende da massa da estrela. No que segue, vamos descrever de forma resumida a sequência de eventos pela qual passa uma estrela com  $M = 1 M_{sol}$

Inicialmente, o fim do H no núcleo gera uma diminuição da temperatura e da pressão → **colapso**

O colapso, ao seu turno, eleva a temperatura da camada de gás em torno do núcleo, o que causa **a ignição do H nesta camada**



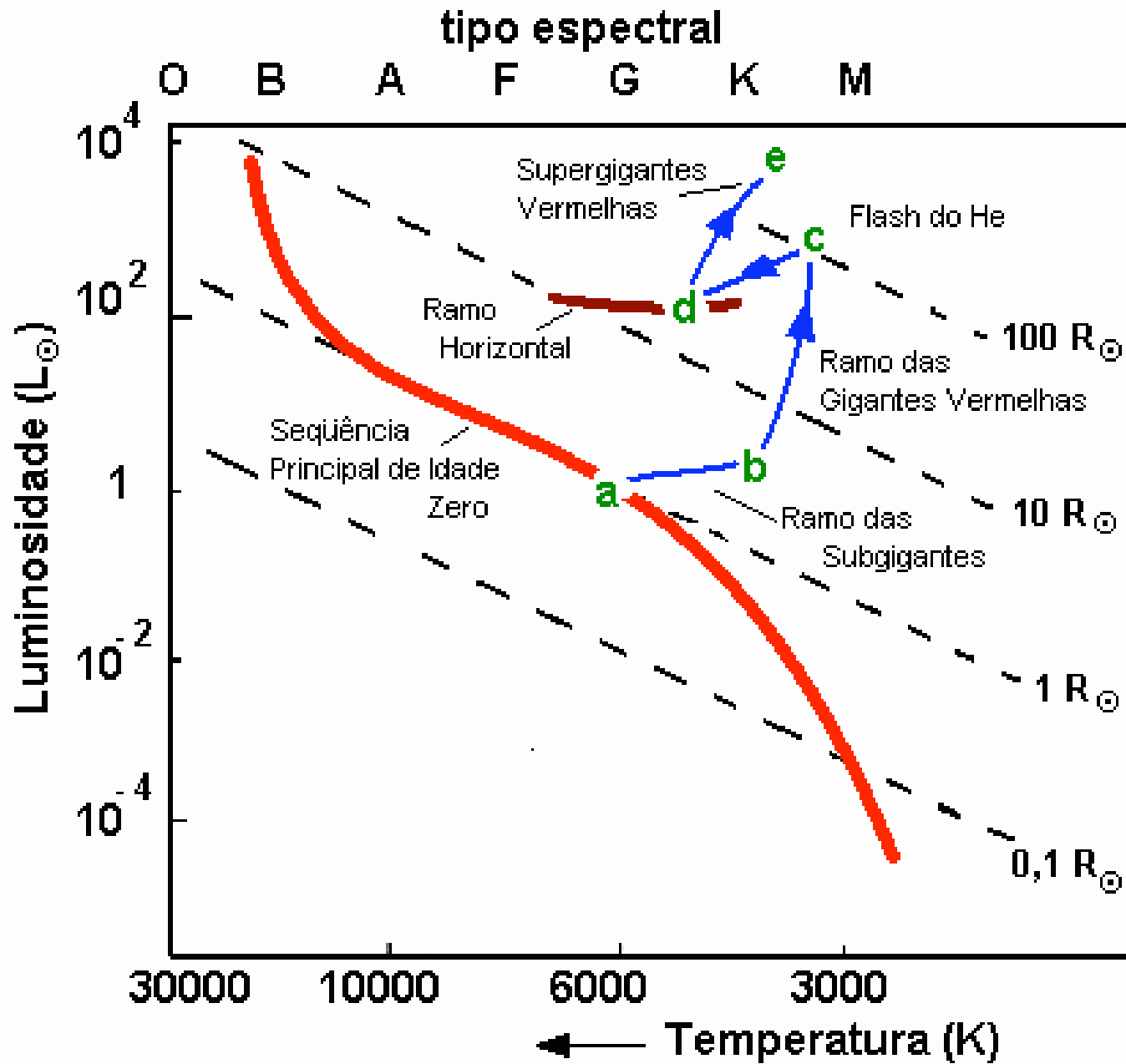
# O Ramo das Gigantes Vermelhas

A geração de energia na camada em torno do núcleo faz que a estrela se expanda (pressão ganha da gravidade nas partes externas)

A expansão faz que a fotosfera se esfrie, tornando-se **vermelha**

**No diagrama HR, a estrela percorre uma trajetória de luminosidade crescente e temperatura decrescente**

→ ramo das gigantes vermelhas



**Ponto a:** estrela sai da SP

**De a até c:** a estrela percorre o ramo das gigantes no diagrama HR



# Evolução ao Longo do Ramo das Gigantes

Porquê a estrela aumenta gradualmente de luminosidade nesta fase?

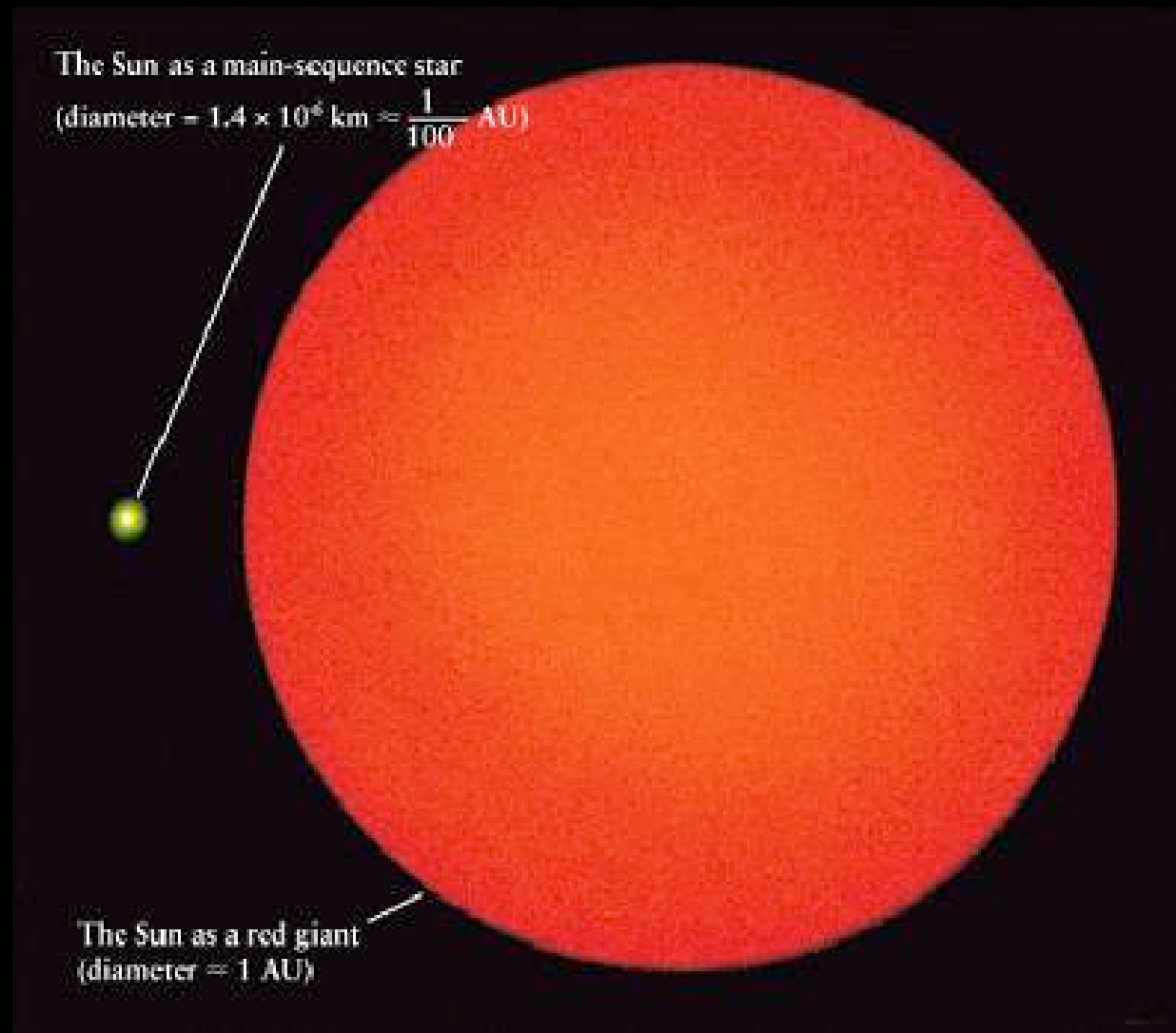
A camada em torno do núcleo está continuamente produzindo novos átomos de He, que “caem” o núcleo.

Portanto, ao longo do ramo das gigantes, **a massa do núcleo de He gradativamente aumenta!**

O aumento da massa gera o aumento gradual da temperatura do núcleo.

Esse aumento, por sua vez, aumenta a taxa com que H é fundido em He na cama externa ao núcleo → **aumento da luminosidade**

# O Sol como uma Gigante Vermelha



# O Topo do Ramo das Gigantes

Com o gradual aumento da massa e da temperatura do núcleo, eventualmente a estrela atinge um ponto crítico:

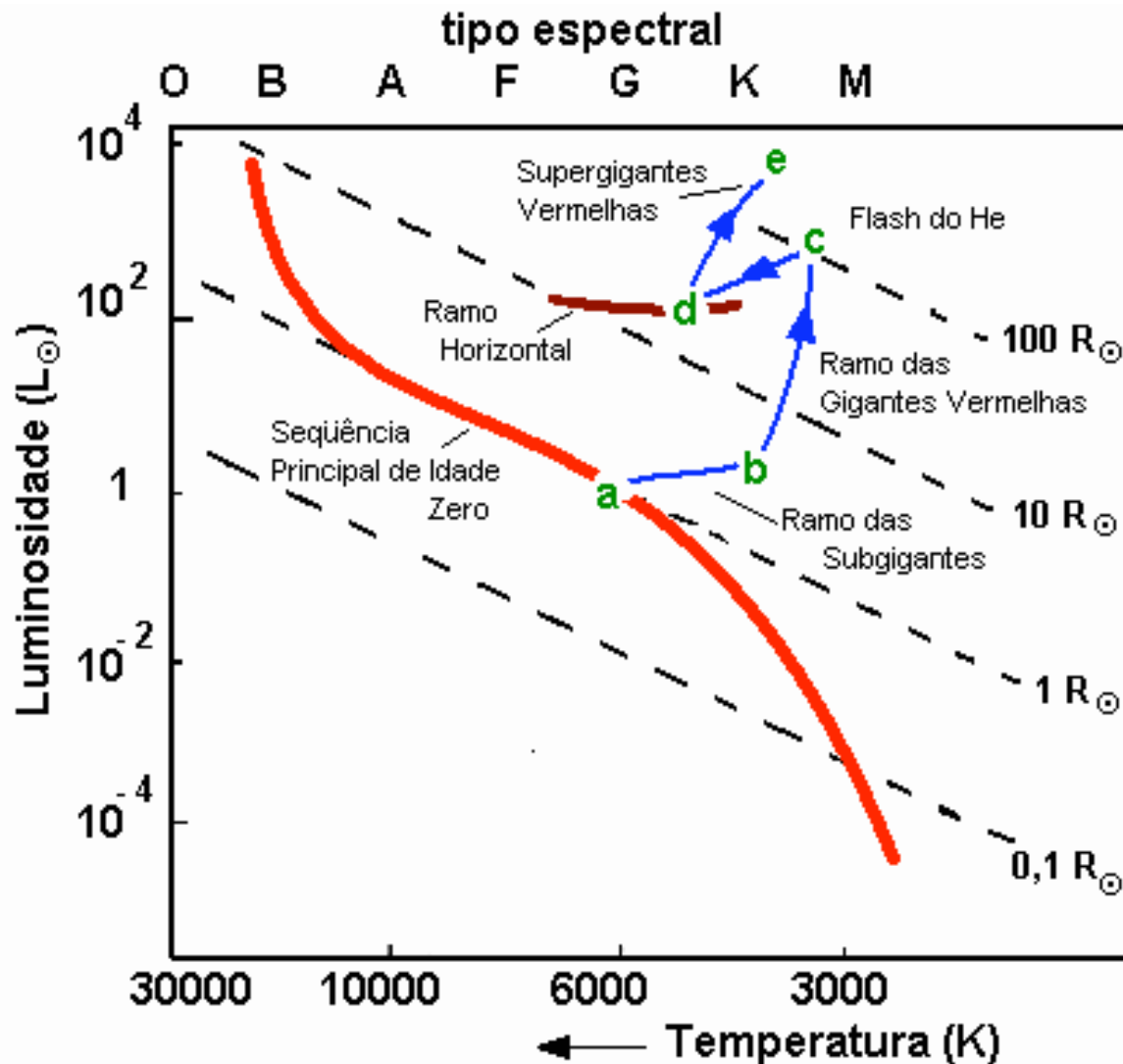
**neste ponto, a temperatura do núcleo é suficiente para que ocorra a fusão de três átomos de He em um átomo de carbono**



O momento em que isso ocorre é conhecido como **flash do He**.

Uma nova e poderosa fonte de energia entra em ação, acarretando profundas alterações na estrutura da estrela.

# O Ramo Horizontal



**Ponto c:** ocorre o flash do He

**Ponto d:** Após sofrer profundas alterações na sua estrutura, a estrela eventualmente entra novamente em equilíbrio e atinge o **ramo horizontal do diagrama HR**

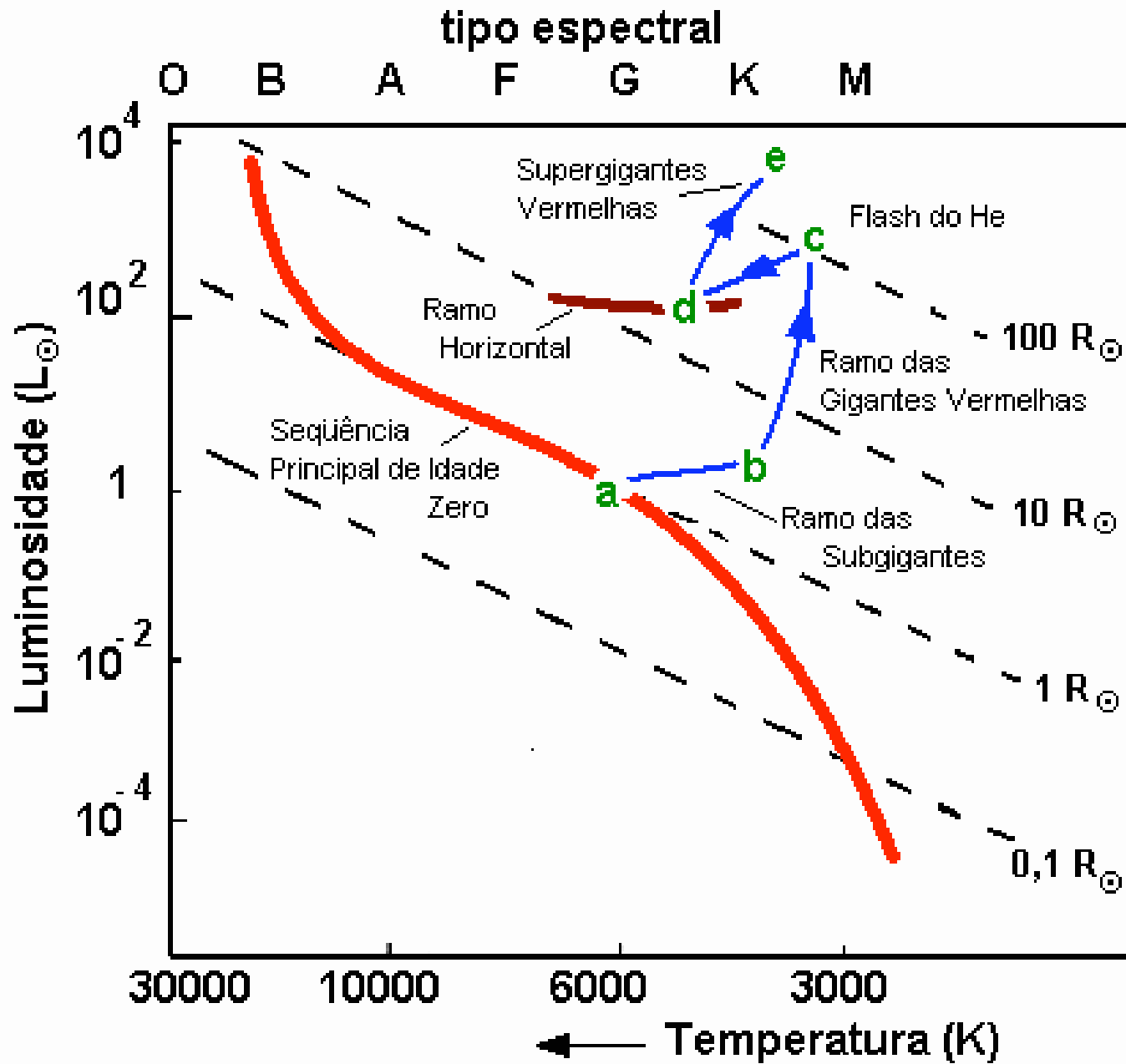
**O ramo horizontal pode ser pensado como uma segunda sequência principal, em que a fonte de energia é a fusão do He em C**

# O Ramo Assintótico das Gigantes

Naturalmente, em algum momento o He do núcleo vai se acabar. Quanto isso ocorre o que resta é um **núcleo composto principalmente de carbono**.

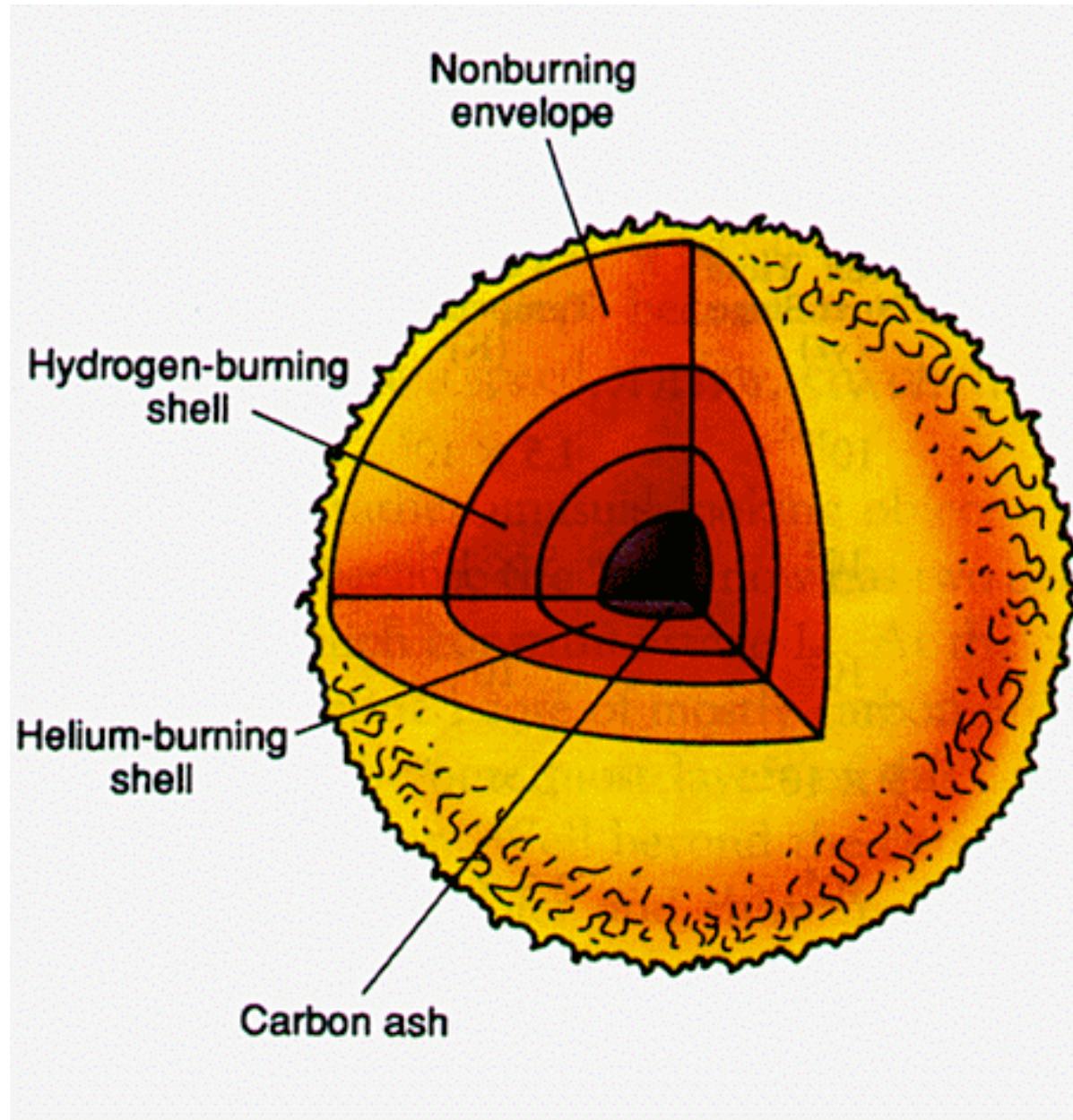
Como vimos anteriormente, ao final da SP a estrela ascende o ramo das gigantes, fase em que o H queima em uma camada em torno de um núcleo de He

A situação agora é similar. A estrela subirá o **ramo assintótico das gigantes**, apresentando um núcleo de carbono em torno do qual o He continua a ser fundido em C.



**Ponto d a e:**  
 Ramo assintótico das  
 gigantes

# Estrutura de uma Estrela no Ramo Assintótico das Gigantes



# Nebulosas Planetárias

À medida que a estrela torna-se cada vez mais luminosa (**supergigante vermelha**), ocorre a **gradual ejeção das suas camadas exteriores**.

Isso ocorre por dois motivos:

- 1) Com a expansão, a **gravidade atuando sobre a camada externa diminui**
- 2) Com o aumento da luminosidade, a **pressão de radiação sobre essa camada aumenta**

O material ejetado expande-se a velocidades de alguns km/s, e deixa de fazer parte da estrela, retornando assim ao meio interestelar.

**A estrela entra na fase de nebulosa planetária**



*Nebulosa Planetária NGC 6543*



*Nebulosa Planetária: M27*



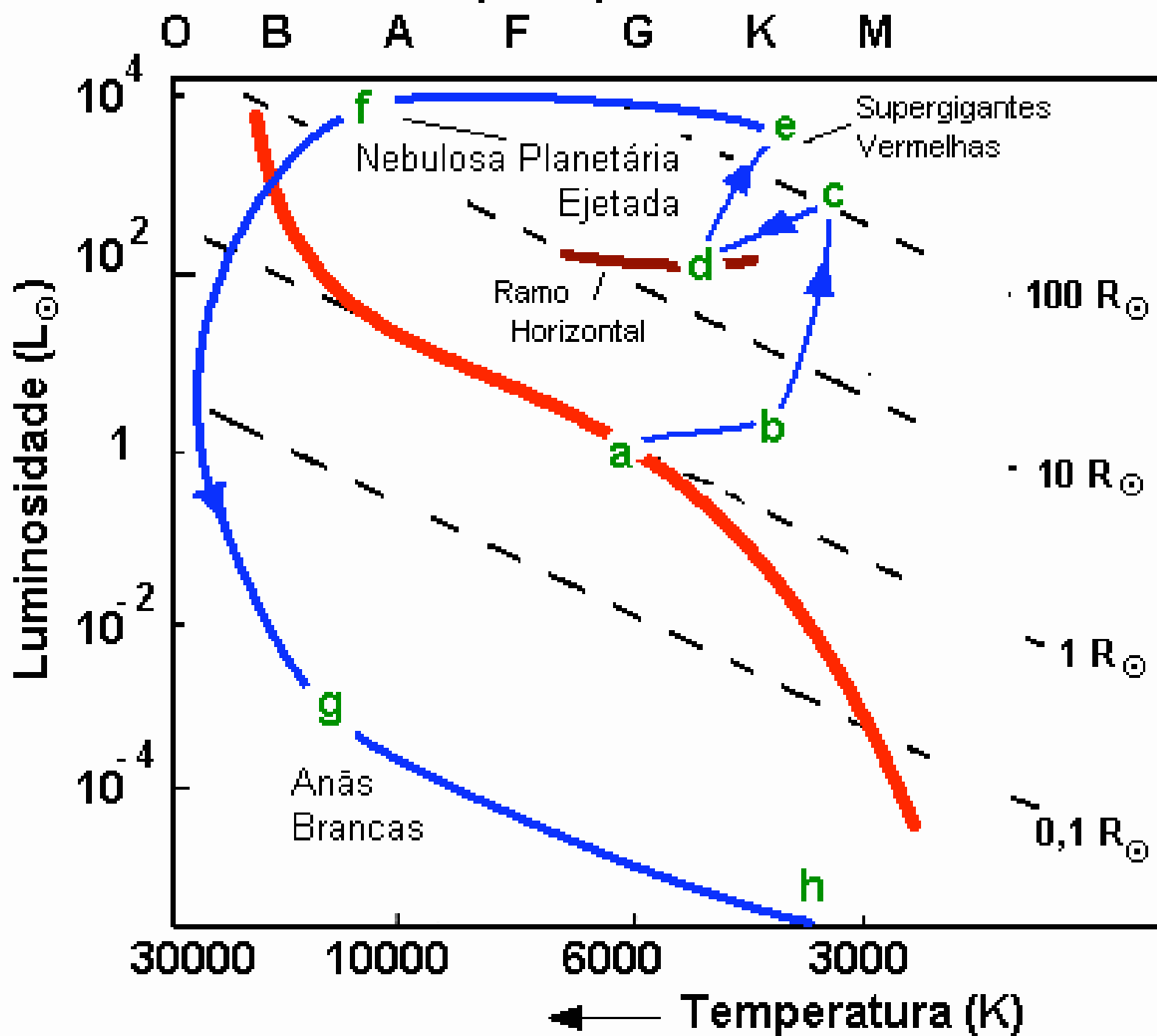


# Finalmente, o fim...

A fase de nebulosa planetária termina quando as partes externas da estrela foram totalmente ejetadas.

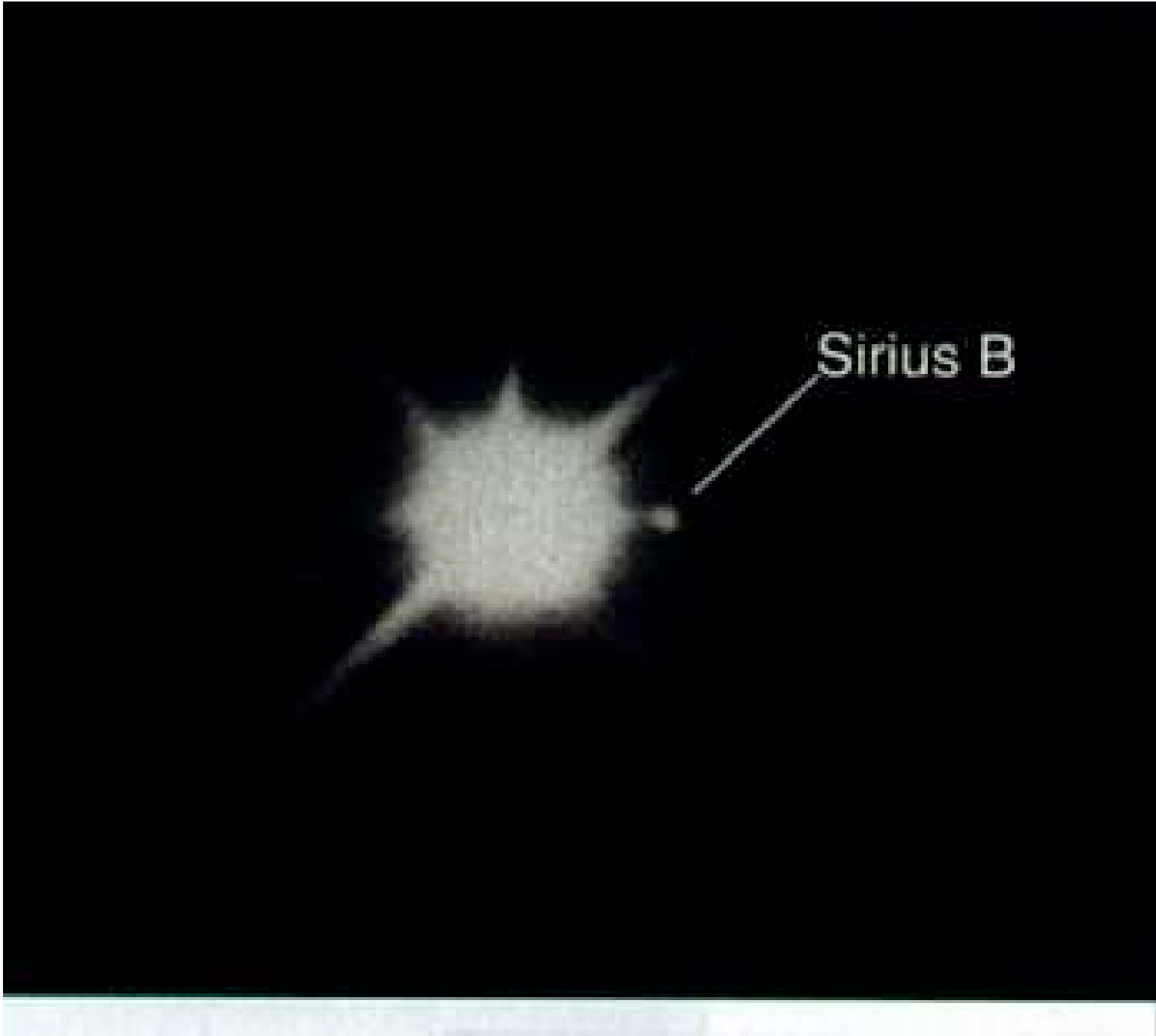
O que sobra? **Um caroço muito quente de carbono, que não é mais capaz de gerar energia!**

Esse caroço contrai-se e esfria-se, dando origem a um corpo inerte (isto é, que não gera energia) conhecido como **anã branca**.



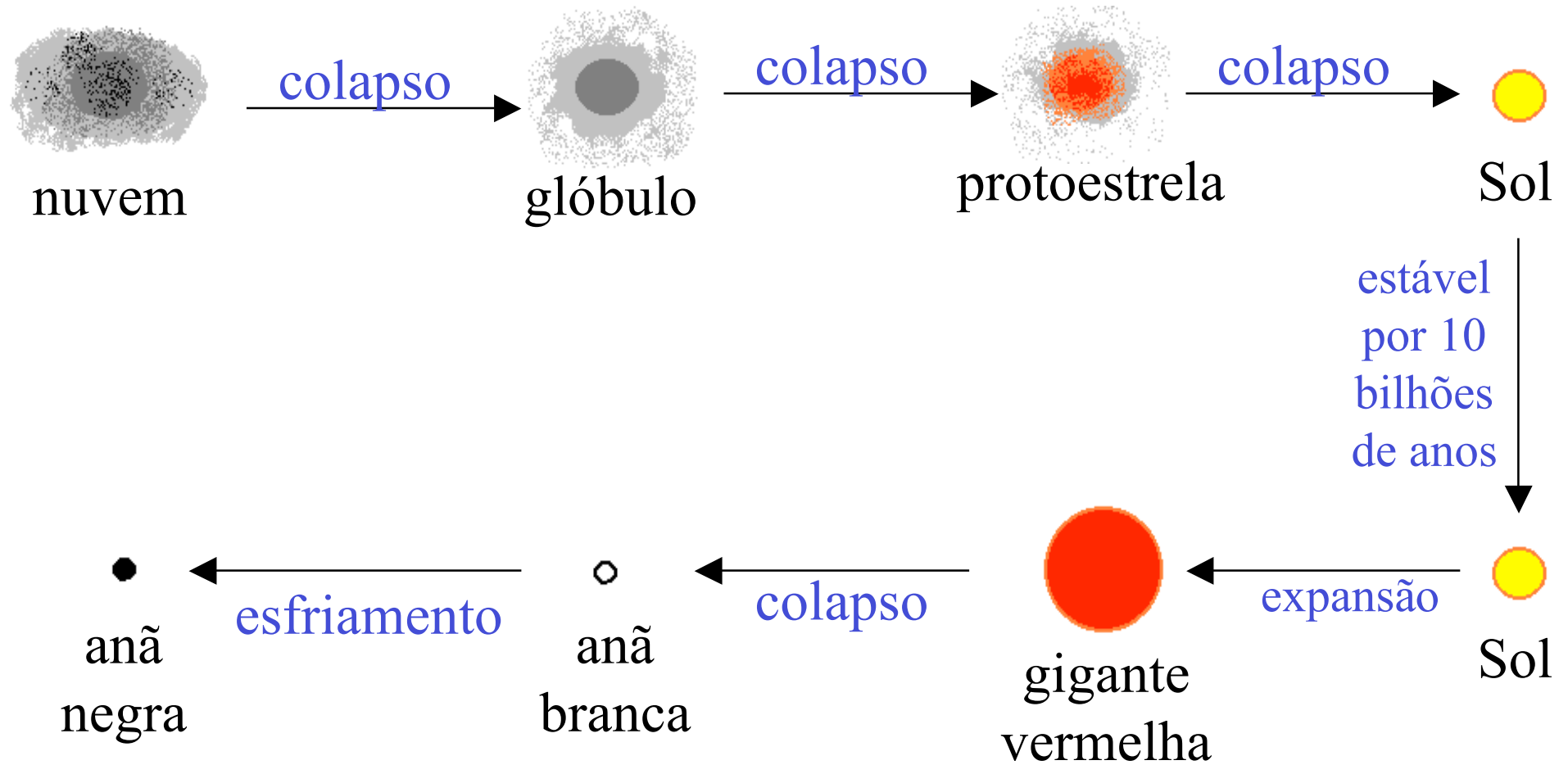
## Anãs Brancas

- **Estrutura**: praticamente todo o volume constitui-se de carbono, eventualmente recoberto com uma fina camada de H e/ou He
- Toda a energia irradiada provém do resfriamento
- **Raio** =  $5 - 6 \times 10^3$  km (raio da Terra)
- **Temperatura superficial** = 5000 ~80000 K
- **Massa** =  $0.5 - 1.4 M_{\text{sol}}$
- **Densidade** = 3 ton/cm<sup>3</sup> (Sirius B)
- **Atualmente**: cerca de 3000 anãs-brancas conhecidas



Sirius B

# Ciclo de vida do Sol





# Estágios Finais determinados pela massa

$M \sim 1 M_{\odot}$  : gigante vermelha  $\Rightarrow$  nebulosa planetária

Anã branca



$M > 8 M_{\odot}$  : explosão de supernova  $\Rightarrow$

Estrela de Nêutrons; Pulsar

$M \gg 10 M_{\odot}$  : explosão mais violenta  $\Rightarrow$

Buraco Negro