

# AS ESTRELAS E A TABELA PERIÓDICA

VOCÊ SABE DE ONDE VÊM OS ELEMENTOS QUÍMICOS?

Prof. Roberto D.D. Costa  
Departamento de Astronomia  
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas  
Universidade de São Paulo

# AULA 1

- Distâncias, tamanhos, massas, luminosidade.
- O conceito de magnitude e a classificação das estrelas em cor e em luminosidade
- Como as estrelas se formam?

# Características das estrelas

Aglomerado globular NGC 362



As propriedades físicas das estrelas:

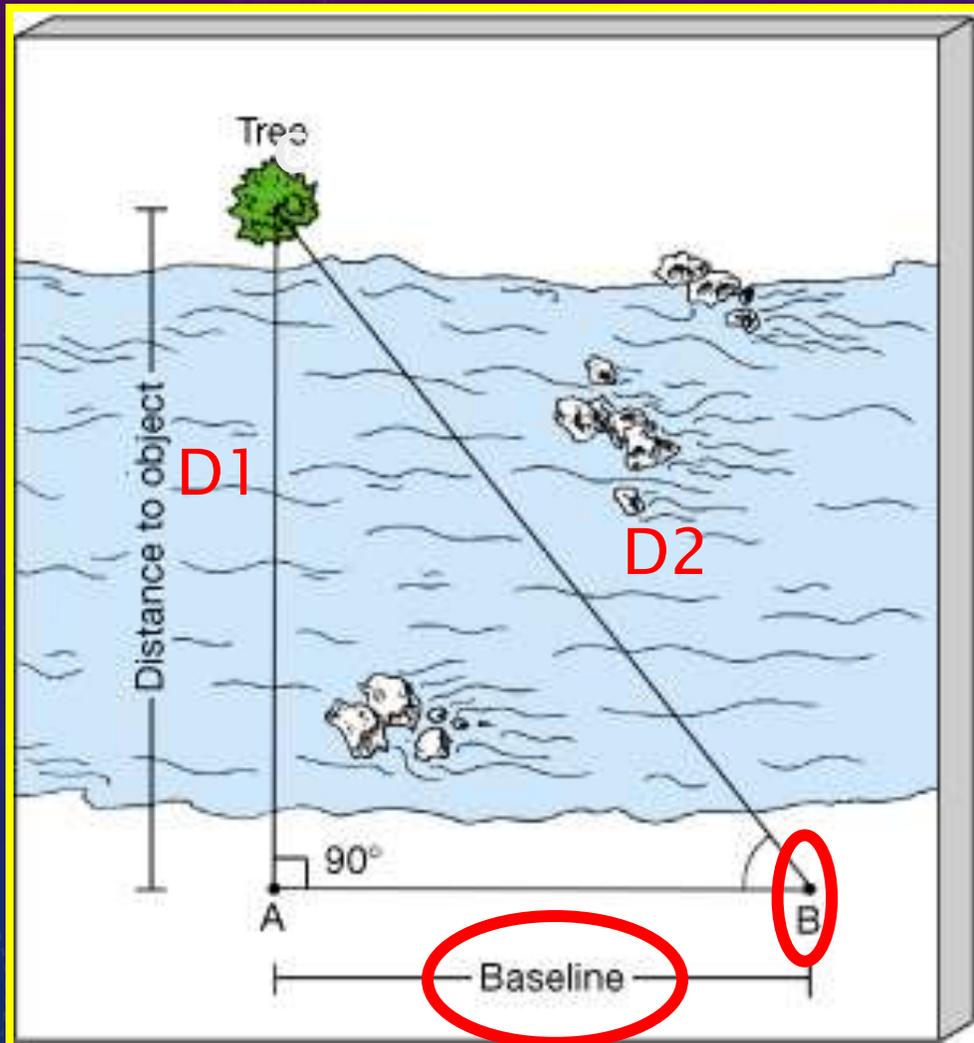
Distâncias  
Luminosidades  
Tamanhos  
Massas

Classificação de estrelas segundo sua:

Cor ou Temperatura  
Características espectrais  
Luminosidade

# COMO ESTIMAR A DISTÂNCIA DE UMA ESTRELA?

Método simples de se medir distâncias na Terra



## Triangulação

Mede-se o ângulo B e o tamanho da *linha de base*. Sabendo que  $A+B+C=180^\circ$ :

estima-se a distância **D1**

## Geometria euclidiana

Lei dos senos:

$$\frac{D1}{\text{sen } B} = \frac{D2}{\text{sen } A} = \frac{\text{linha de base}}{\text{sen } C}$$

Mas... para uma linha de base fixa:

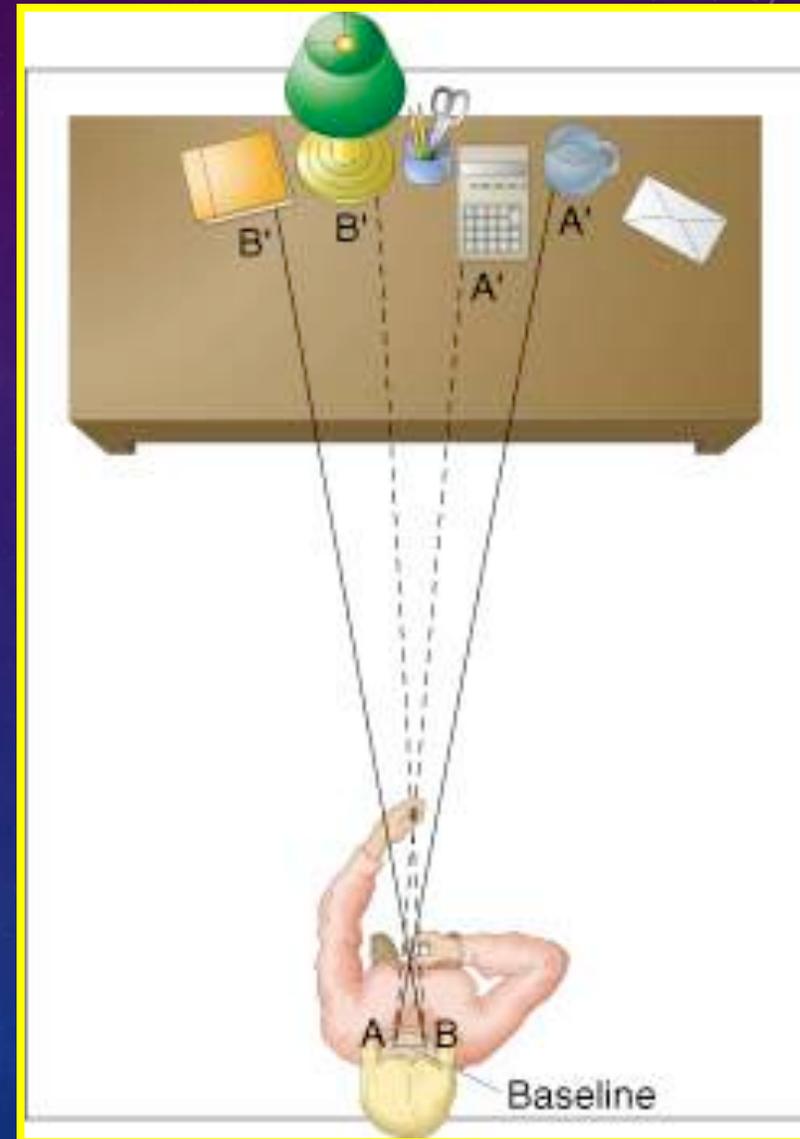
Quanto maior a distância a ser medida, mais estreito o triângulo  
E menos precisa é a medida dos ângulos, neste caso denominada **PARALAXE**



**SOLUÇÃO: AUMENTO DA LINHA DE BASE**

A paralaxe é inversamente  
proporcional à distância ao objeto

$$\text{Paralaxe} = 1 / \text{distância}$$



## I. Distâncias dentro do sistema solar

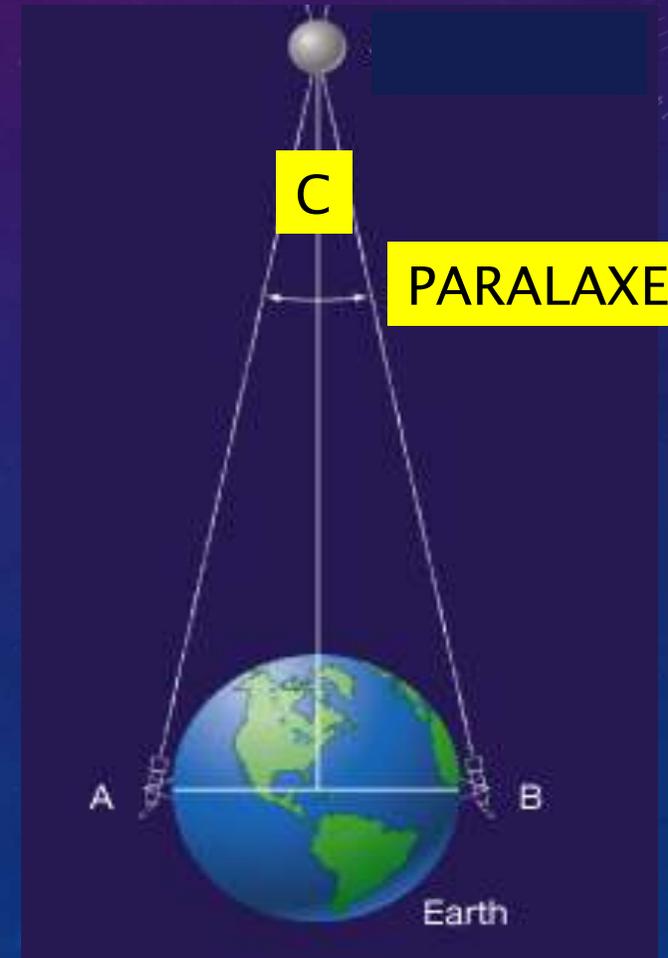
Maior linha de base na Terra = seu próprio diâmetro

Mas os ângulos A e B ainda são difíceis de se medir, logo mede-se o terceiro ângulo C comparando-se a posição do alvo vista de locais diferentes com os objetos de fundo

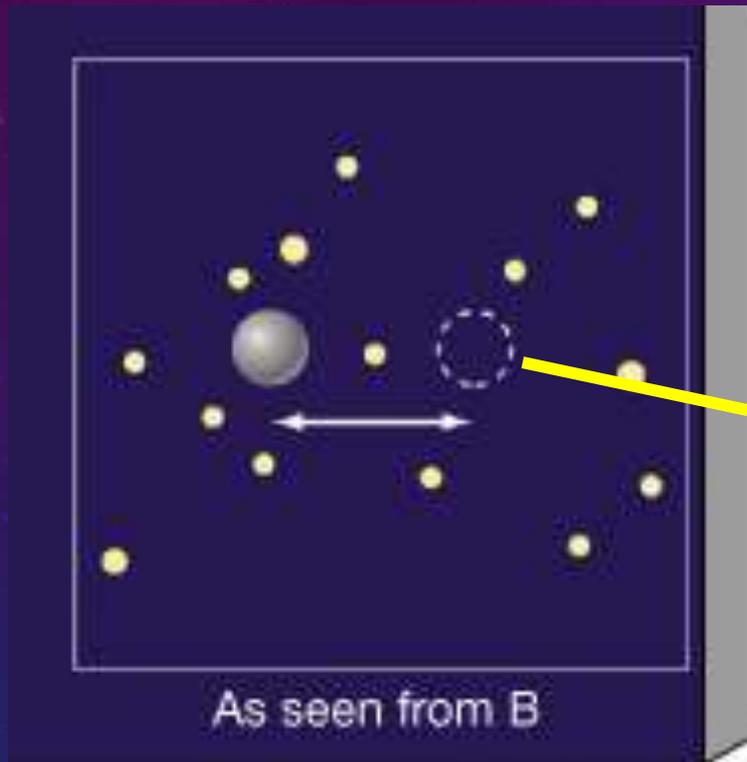


### PARALAXE GEOMÉTRICA

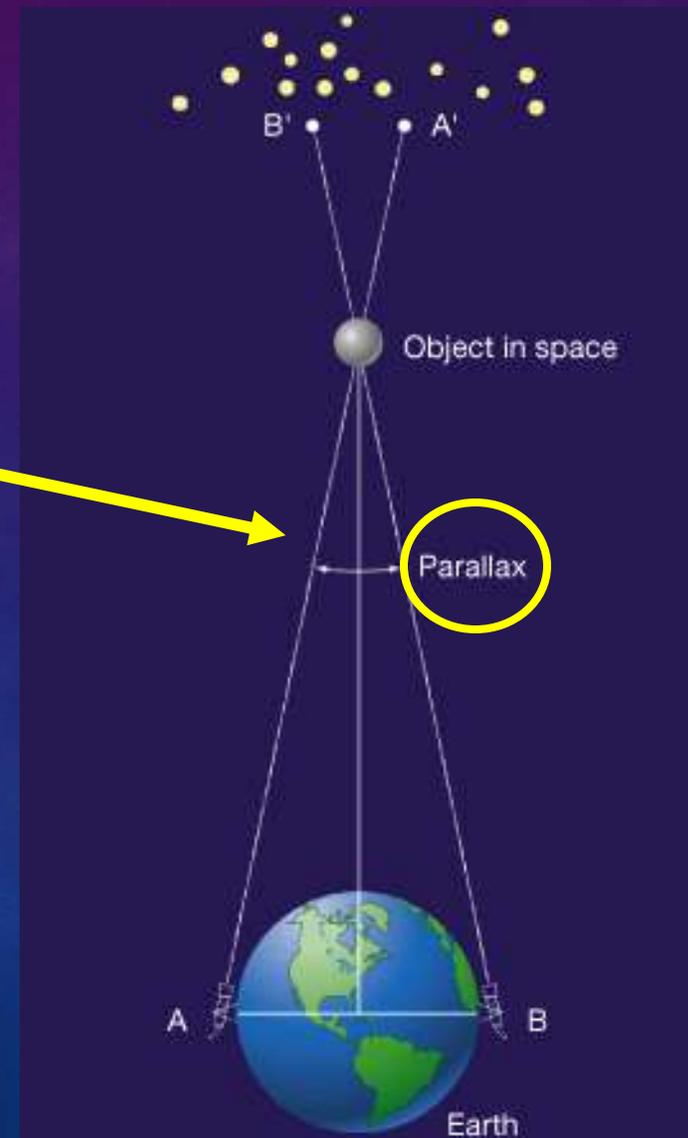
Pode-se determinar distâncias até 1UA ( $\sim 1.5 \times 10^8$  km) usando o diâmetro da Terra como linha de base (planetas internos, lua)



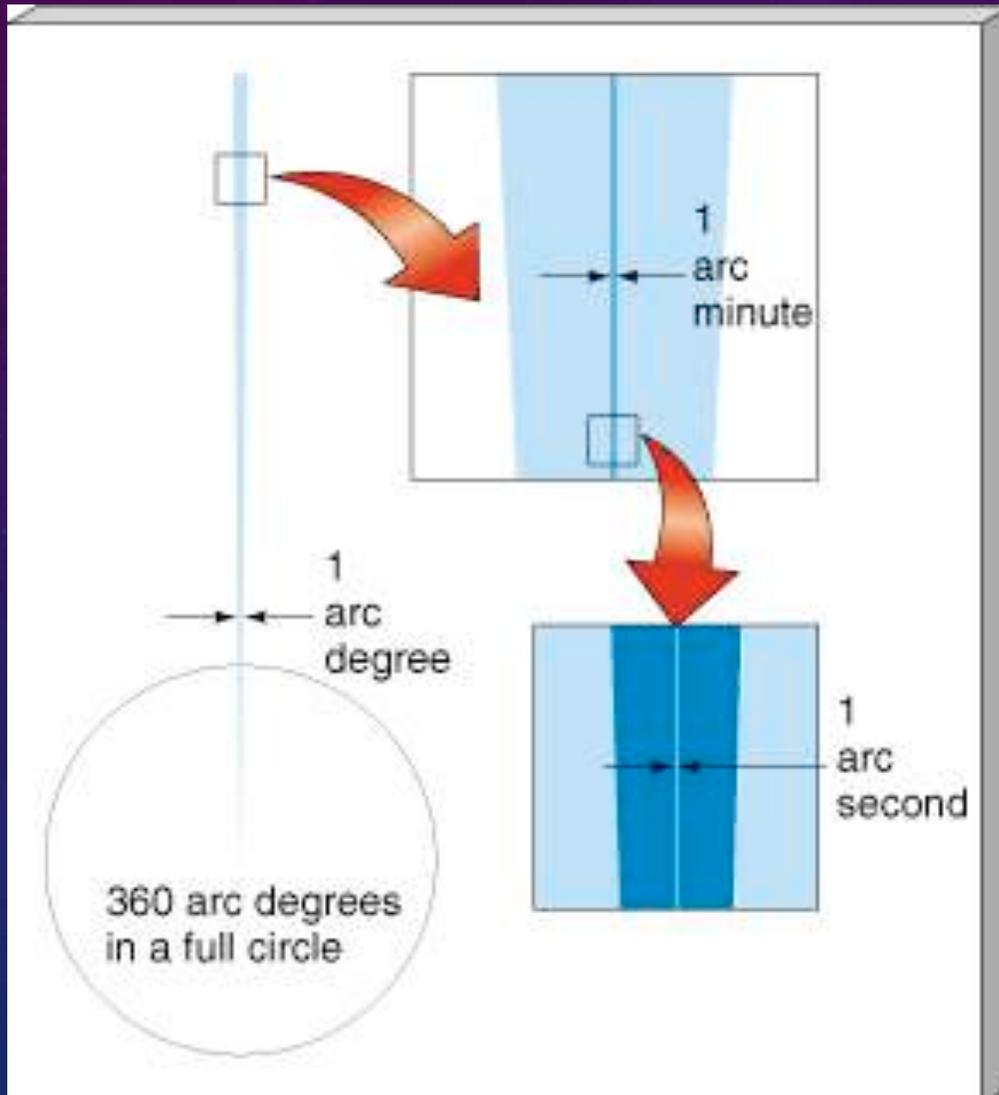
Como se mede o ângulo C ?



Medida do terceiro ângulo por  
PARALAXE



Paralaxe é dada em graus, minutos e segundos de arco  
( $^{\circ}$  ' ")

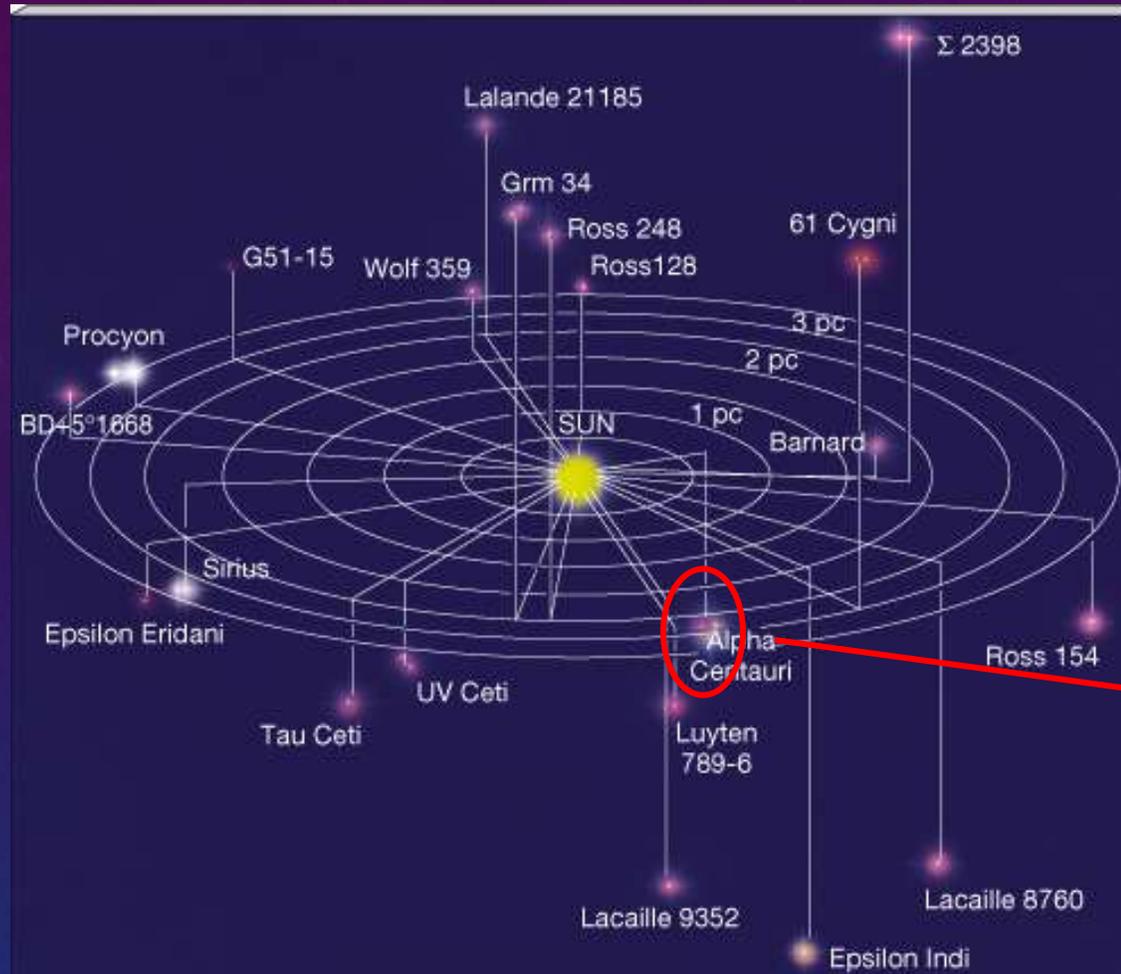


Usando como linha de base o diâmetro da Terra:

Paralaxe da Lua :  $2^{\circ}$   
Par. de Vênus :  $1'$  na sua maior aproximação



## Exemplos das 30 estrelas mais próximas:



Sistema triplo  $\alpha$  Cen  
~1.3 pc  
(4,3 anos-luz)  
paralaxe= 0.77''

- Óptica adaptativa  $\Rightarrow$  melhora a imagem  $\Rightarrow$  paralaxe até ~100 pc

# Satélite Hipparcos

lançado em 1989,  
operou até 1993

Espelho de 29 cm com o  
objetivo de medir posições de  
estrelas com precisão

- paralaxes precisas:  
até ~ 200 pc (milhões de estrelas)  
revisão de todas as distâncias !

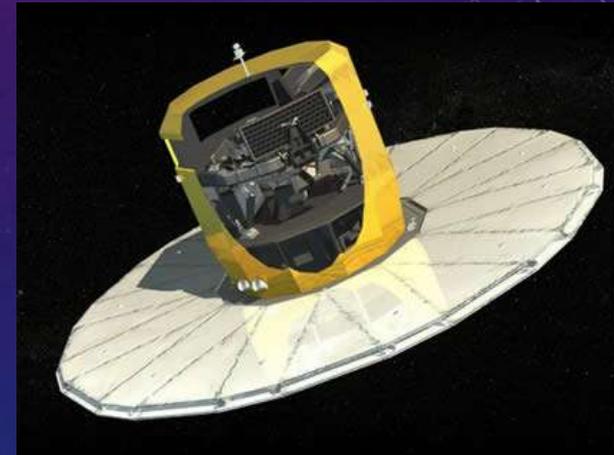


# Observatório espacial Gaia

Lançado em dezembro/2013, ainda operacional em 2022

catálogo 3D de ~ 2 bilhões de estrelas  
(1% das estrelas da nossa Galáxia)

→ Primeira visão estereoscópica da  
Via Láctea!



Principais objetivos do projeto:

- Obter posições, paralaxes (distâncias) e movimentos próprios precisos para ~ um bilhão de estrelas
- Derivar parâmetros atmosféricos como temperatura efetiva e gravidade superficial para todas as estrelas observadas
- Detectar ~ 20.000 planetas extrassolares e determinar suas massas
- Detectar ~ dezenas de milhares de asteroides
- Detectar ~ 500.000 quasares

## MOVIMENTO PRÓPRIO

Segunda estrela mais próxima: estrela de Barnard

Paralaxe=0,55'' (1.8 pc ou 6 anos-luz)

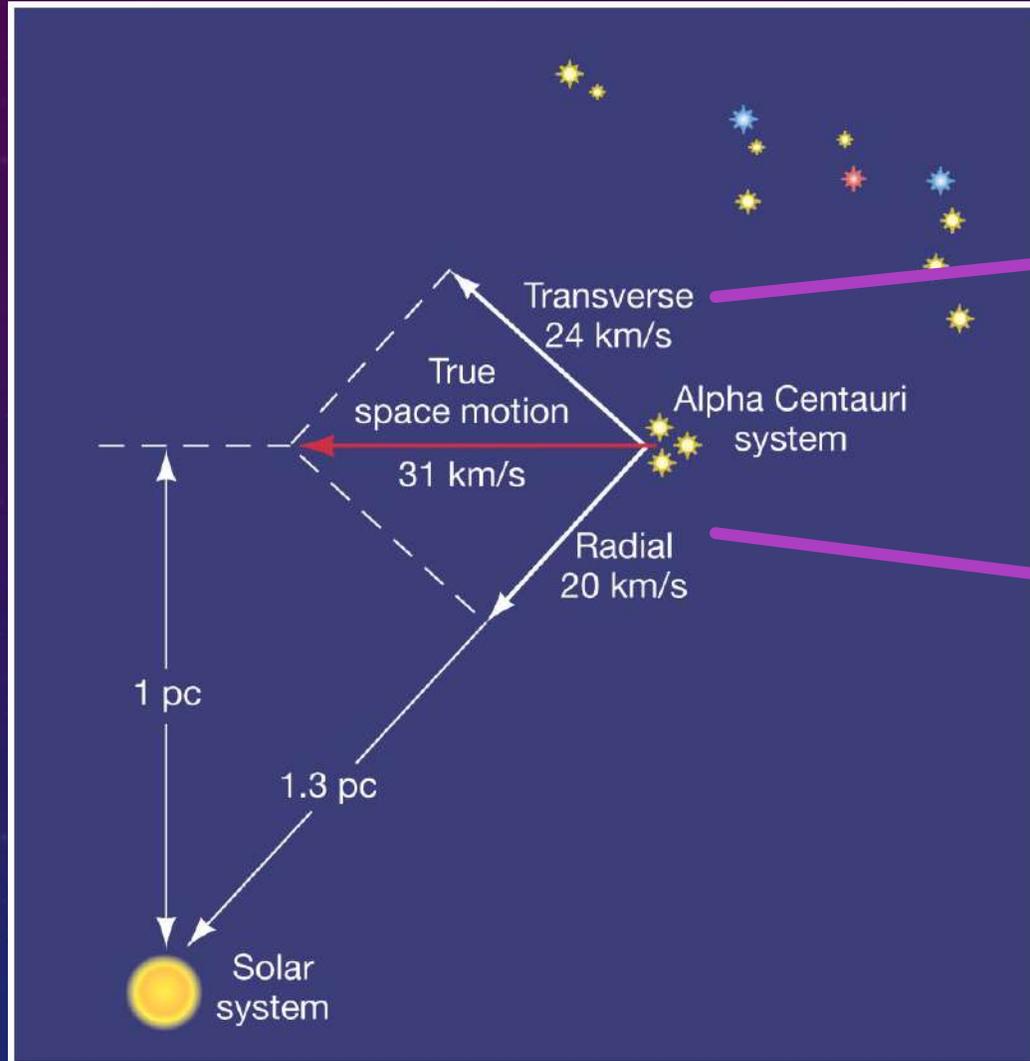
Tem o maior movimento próprio do que qualquer estrela — movimento próprio é o deslocamento real da estrela na Galáxia (corrigindo da paralaxe).



movimento próprio de 10"/ano

Deve-se notar que TODAS as estrelas têm movimento próprio, a maioria pequeno demais para ser medido

# Movimento de alpha Centauri:



Movimento próprio  
determina a componente  
transversa da velocidade

Medida através do  
deslocamento Doppler das  
linhas do espectro de alpha  
Centauri

### III. LUMINOSIDADES E BRILHO APARENTE

DEFINIÇÃO: o fluxo de energia (E/t/área)  
(ou brilho aparente)

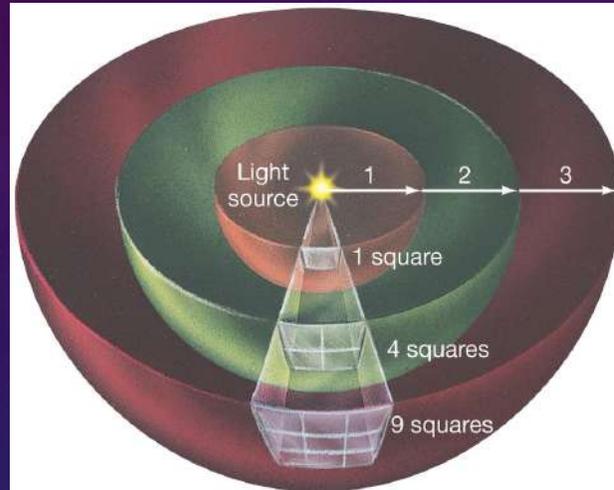
$$\text{fluxo} \propto \frac{\text{Luminosidade}}{D^2}$$

dependente da distância

L = brilho intrínseco  
ou luminosidade

O que medimos no telescópio+equipamento ou mesmo a olho nu é o fluxo, ou seja, o brilho aparente de uma estrela.

$$\text{fluxo (brilho aparente)} \propto \frac{\text{Luminosidade (brilho intrínseco)}}{D^2}$$



se duplicarmos a distância ( $2 \times D$ )  
o brilho aparente fica  $2^2$  ou 4 vezes mais fraco

se triplicarmos a distância ( $3 \times D$ )  
o brilho fica  $3^2$  ou 9 vezes mais fraco

etc.....

$$\text{fluxo (brilho aparente)} \propto \frac{\text{Luminosidade (brilho intrínseco)}}{D^2}$$

Mais comum: escala de magnitude ao invés de fluxo

## MAGNITUDE APARENTE

A primeira definição desta escala data do 2º século AC pelo astrônomo grego Hiparco de Nicea.

mag=1  $\Rightarrow$  mais brilhante ( $m_1$ )

mag=6  $\Rightarrow$  mais fraca ( $m_6$ )

Pogson (1856) adaptou a escala para que fosse igual a de Hiparco.

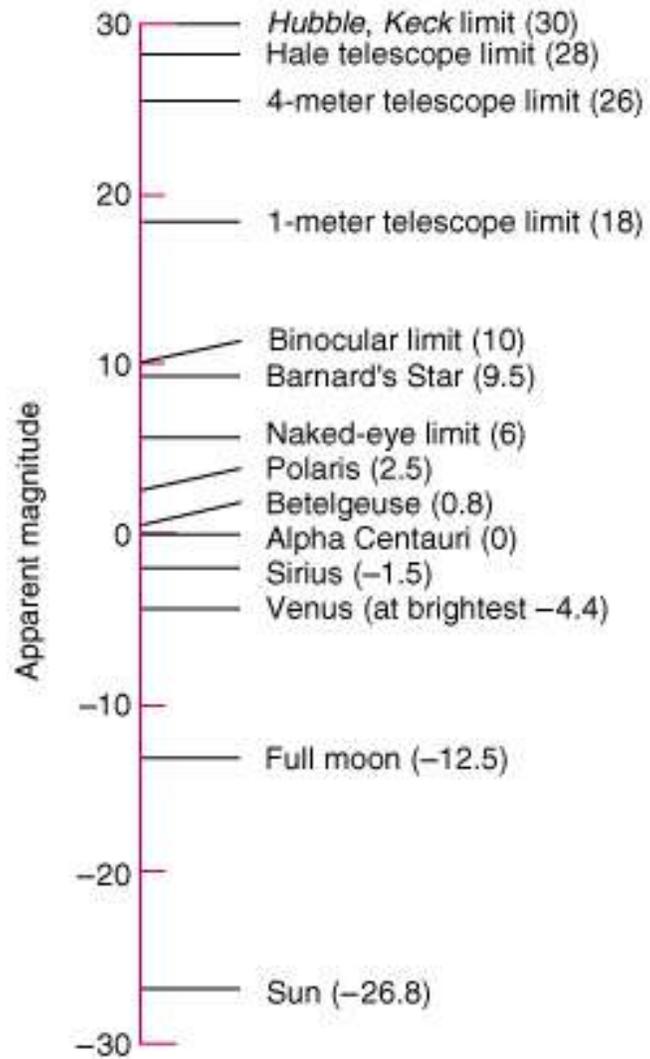


Quando começaram a ser usados fotômetros para medir a luz vinda das estrelas viu-se que a fisiologia do olho humano é tal que:

1. a mudança de 1 mag corresponde a um fator de 2.5 em brilho aparente (fluxo).
2. a diferença entre duas magnitudes corresponde ao logaritmo da razão dos fluxos.

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log(f_1 / f_2)$$

O sinal negativo tem a ver com o fato da escala definida por Hiparco ser invertida: (magn. numericamente menor = mais brilhante).



## MAGNITUDES APARENTES DE ALGUNS OBJETOS

O ponto zero da escala de magnitude é a estrela Vega ( $m=0$ )

## MAGNITUDE ABSOLUTA

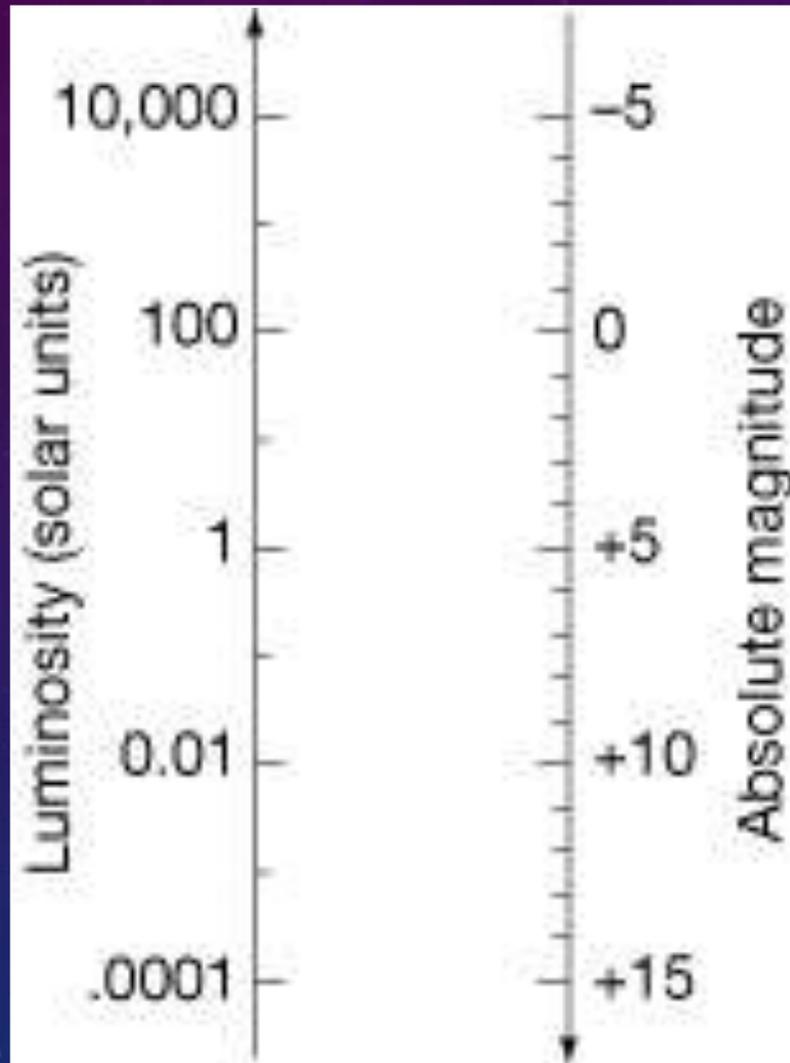
É uma escala logarítmica de luminosidade  
(brilho intrínseco de uma estrela = energia/tempo)

Por definição:

$M = \text{magnitude absoluta} \Rightarrow \text{magnitude aparente se a estrela estiver a uma distância de } 10 \text{ pc}$

Supondo um conjunto de estrelas que estão a uma mesma distância da Terra, a diferença entre as suas magnitudes refletem a diferença entre os seus brilhos intrínsecos (ou luminosidade)

A magnitude absoluta  $M$  é uma escala logarítmica da luminosidade:



O Sol:

Fazendo a diferença entre magnitudes absolutas de uma dada estrela e o Sol podemos escrever:

$$M - M_{\odot} = -2,5 \log(L/L_{\odot})$$

$$M_{\odot} = +4.77$$

$M =$  magnitude absoluta  $\Rightarrow$  magnitude aparente se a estrela estiver a uma distância  $D=10$  pc

E sabendo que:

$$F = \frac{L}{4\pi D^2} \quad e \quad m_1 - m_2 = -2.5 \log \left( \frac{F_1}{F_2} \right)$$

Podemos escrever uma relação entre magnitude aparente, magnitude absoluta e distância. Para tanto, vamos supor duas estrelas de mesma luminosidade localizadas uma na distância  $d$  (com magnitude  $m$ ) e outra a 10 pc, com magnitude  $M$ :

$$M - m = -2.5 \log \left( \frac{F_{10}}{F} \right) \Rightarrow 10^{\frac{m-M}{2.5}} = \frac{F_{10}}{F} = \left( \frac{D}{10 \text{ pc}} \right)^2$$

$$m - M = 5 \log D - 5 \log(10 \text{ pc})$$

$$m - M = 5 \log D - 5$$



conhecendo-se  $M$  e  $m$  têm-se  $D$  (em pc)

Esta expressão é conhecida como **MÓDULO DE DISTÂNCIA**

# AS CORES E A CLASSIFICAÇÃO ESPECTRAL DAS ESTRELAS

A cor de uma estrela está associada com a sua temperatura superficial

| <b>T superficial<br/>(K)</b> | <b>Classe<br/>Espectral</b> | <b>Cor</b>     | <b>Exemplo</b>                      |
|------------------------------|-----------------------------|----------------|-------------------------------------|
| 30.000                       | <b>O</b>                    | azul-violeta   | $\delta$ Orionis (uma das 3 Marias) |
| 20.000                       | <b>B</b>                    | azul           | Rigel ( $\beta$ Orionis)            |
| 10.000                       | <b>A</b>                    | Branca         | Vega, Sirius                        |
| 7000                         | <b>F</b>                    | Branco-amarela | Canopus                             |
| 6000                         | <b>G</b>                    | Amarela        | Sol, $\alpha$ Centauri              |
| 4000                         | <b>K</b>                    | Laranja        | Arcturus, Aldebaran                 |
| 3000                         | <b>M</b>                    | Vermelha       | Betelgeuse, Próxima Cen             |

A classe espectral também está associada com as **linhas espectrais** predominantes em cada uma

| <b>T superficial<br/>(K)</b> | <b>Classe<br/>Espectral</b> | <b>Principais características linhas de absorção<br/>no visível (entre 400 e 650 nm)</b>   |
|------------------------------|-----------------------------|--|
| 30.000                       | <b>O</b>                    | Linhas fortes de He 1 vez ionizado (HeII), elementos + pesados multiplamente ionizados (O, N, Si), H fraco [quase todo o H está ionizado(HII)] |
| 20.000                       | <b>B</b>                    | He neutro moderado(HeI), elementos mais pesados 1 vez ionizados, H(HI) moderado  |
| 10.000                       | <b>A</b>                    | He neutro muito fraco(HeI), elementos mais pesados 1 vez ionizados (CaII, TiII) , HI forte   |
| 7000                         | <b>F</b>                    | Elementos mais pesados 1 vez ionizados, metais neutros (FeI, CaI), HI moderado   |
| 6000                         | <b>G</b>                    | Elementos mais pesados 1 vez ionizados, metais neutros, HI relativamente fraco   |
| 4000                         | <b>K</b>                    | Elementos mais pesados 1 vez ionizados, metais neutros (forte), HI fraco   |
| 3000                         | <b>M</b>                    | metais neutros (forte), moléculas (moderado), HI muito fraco   |

## Linhas de absorção

**T=30.000K** Linhas fortes de HeII, elementos + pesados multiplamente ionizados (O, N, Si), HI fraco (não é falta de H [o mais abundante em qualquer estrela] e sim pq quase todo o H está ionizado (HII) por causa da alta T)

**T=20.000K** HeI moderado, elementos mais pesados 1 vez ionizados, HI moderado

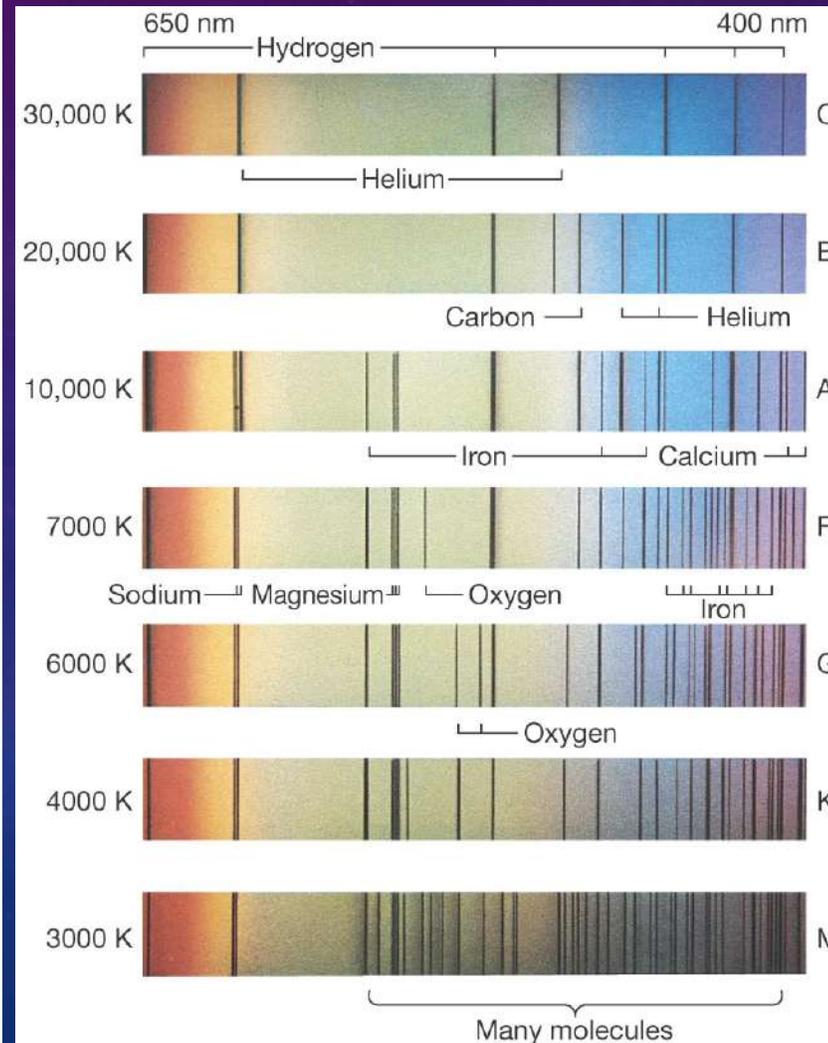
**T=10.000K** HI forte (série de Balmer : 2º e mais altos orbitais), HeI muito fraco (necessita de mais energia para excitar), presença de elementos mais pesados 1 vez ionizados (CaII, TiII)

**T=7000 K** presença de elementos mais pesados 1 vez ionizados, metais neutros, HI moderado

**T=6000 K** Elementos mais pesados 1 vez ionizados, metais neutros, HI relativamente fraco

**T=4000K** Elementos mais pesados 1 vez ionizados, metais neutros (forte), HI fraco (energia não é suficiente para excitar os elétrons para além do estado fundamental)

**T=3000K** metais neutros (forte), moléculas (moderado), HI muito fraco



## OS TAMANHOS DAS ESTRELAS

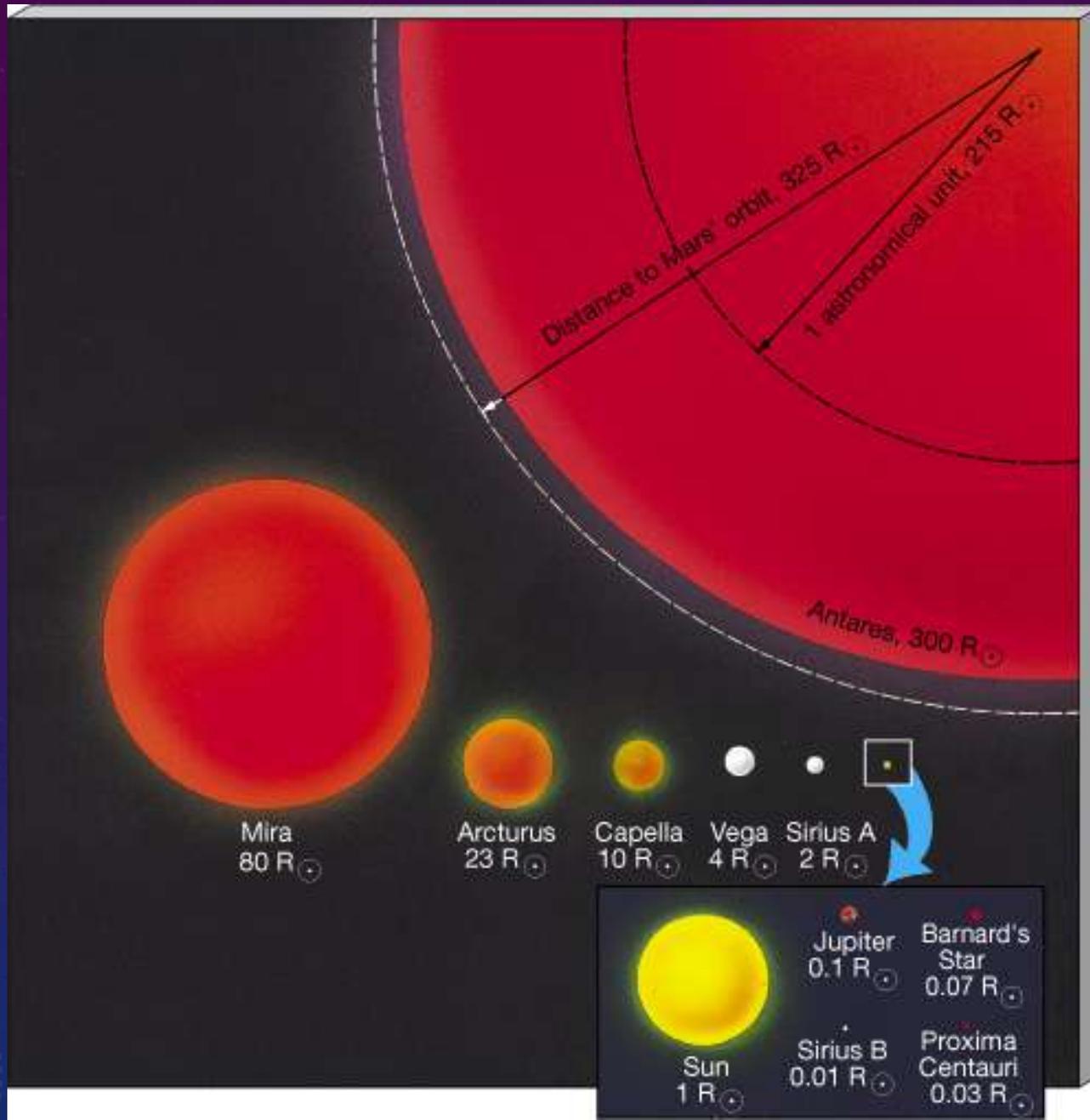
Estrelas variam de tamanho de acordo com a sua massa e/ou seu estágio evolutivo.

Anã branca: raio comparável ao da Terra

Anã:  $0.1R_{\odot} < R < 10 R_{\odot}$

Gigante:  $10R_{\odot} < R < 100R_{\odot}$

Supergigante  $100R_{\odot} < R < 1000 R_{\odot}$



Animação:  
Tamanhos das estrelas

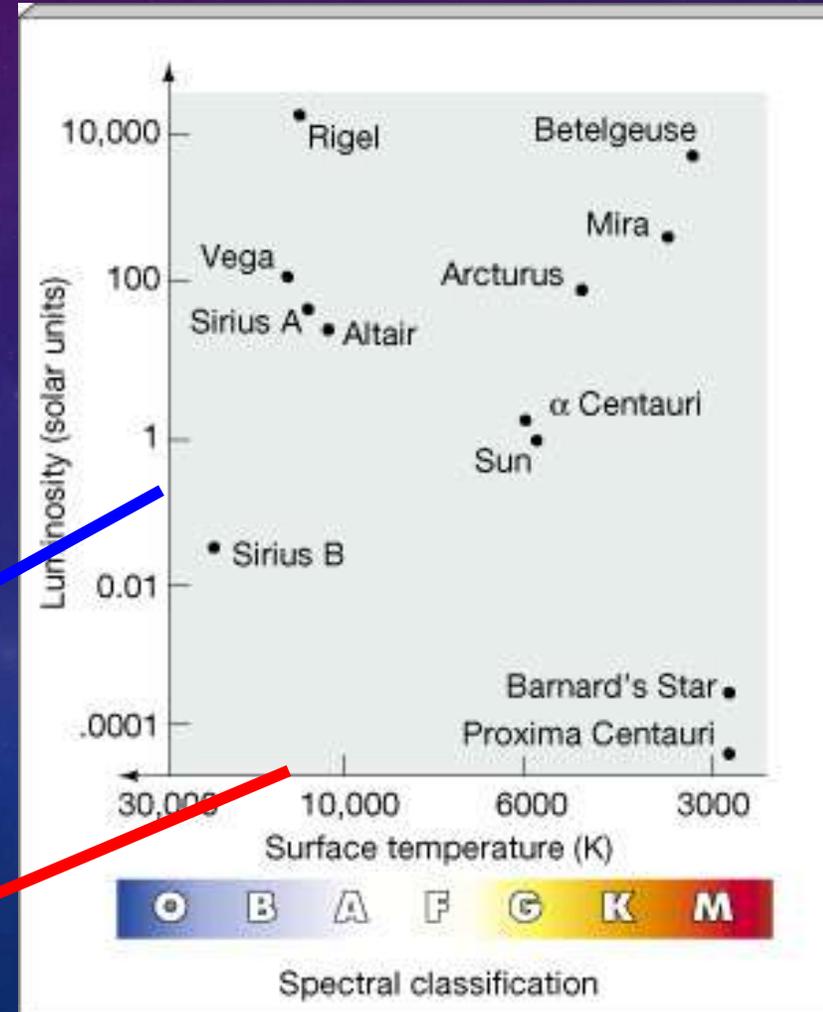
# O DIAGRAMA DE HERTZSPRUNG-RUSSELL

Astrônomos usam luminosidade e temperatura superficial para classificar estrelas

Diagrama HR das estrelas

Escala de luminosidade solar ( $L_{\odot}=3.9 \times 10^{26}$  W)

Escala decrescente em T



# O DIAGRAMA HR

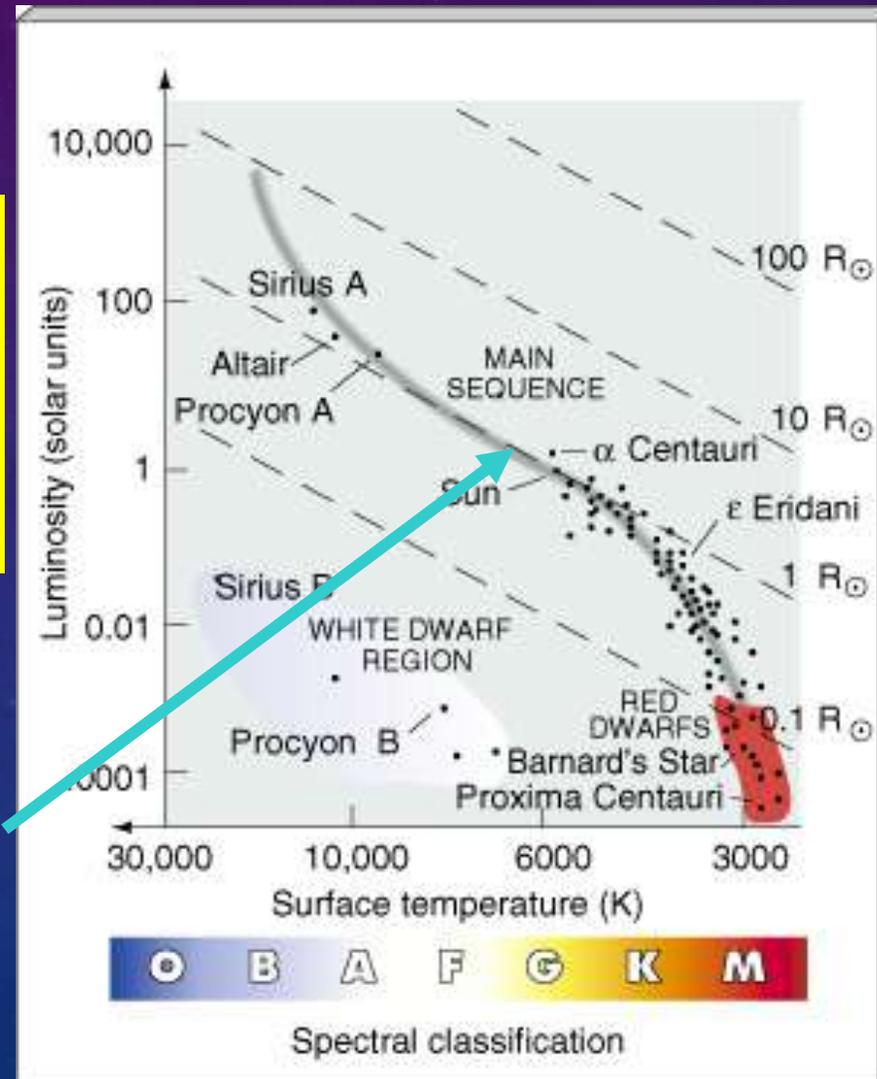
Colocando mais estrelas no diagrama HR

Diagrama HR de estrelas próximas (5 pc do Sol)

A maioria das estrelas se localizam em regiões bem definidas no diagrama:  
estrelas de mais baixa T tendem a ser mais fracas em brilho e estrelas de mais alta T tendem a ser mais fortes em brilho



**SEQUÊNCIA PRINCIPAL**

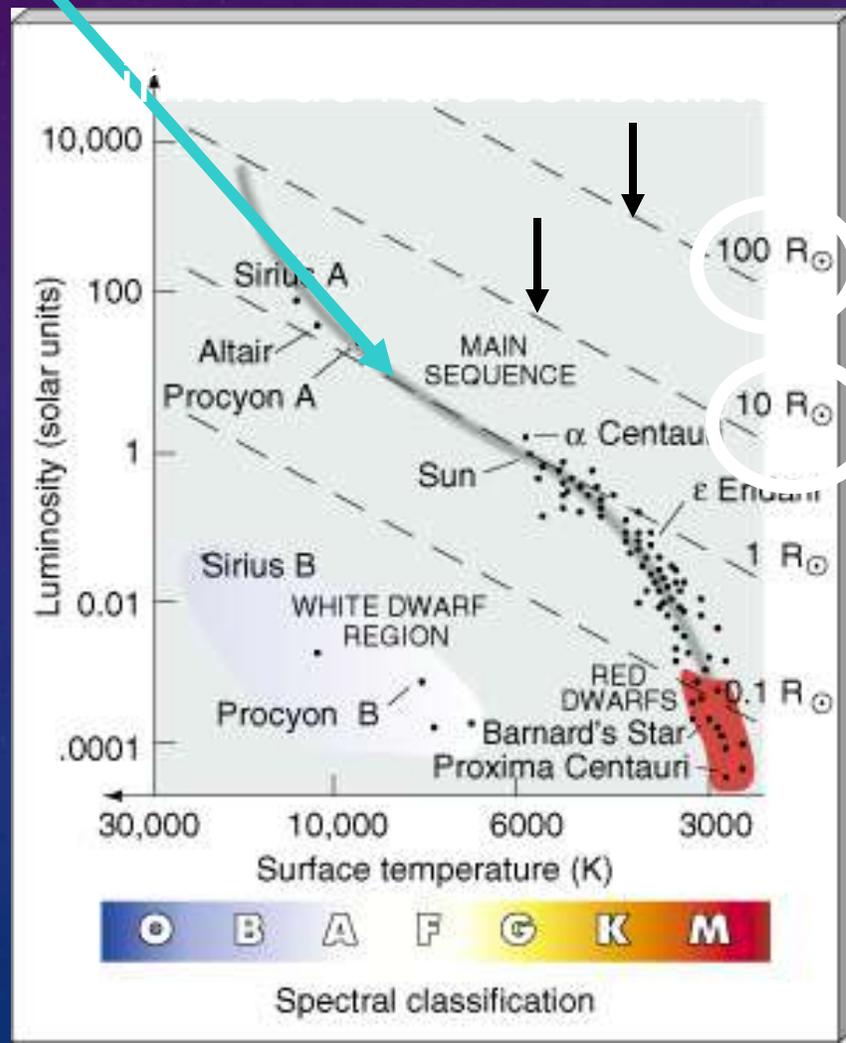


# O DIAGRAMA HR

## SEQUÊNCIA PRINCIPAL

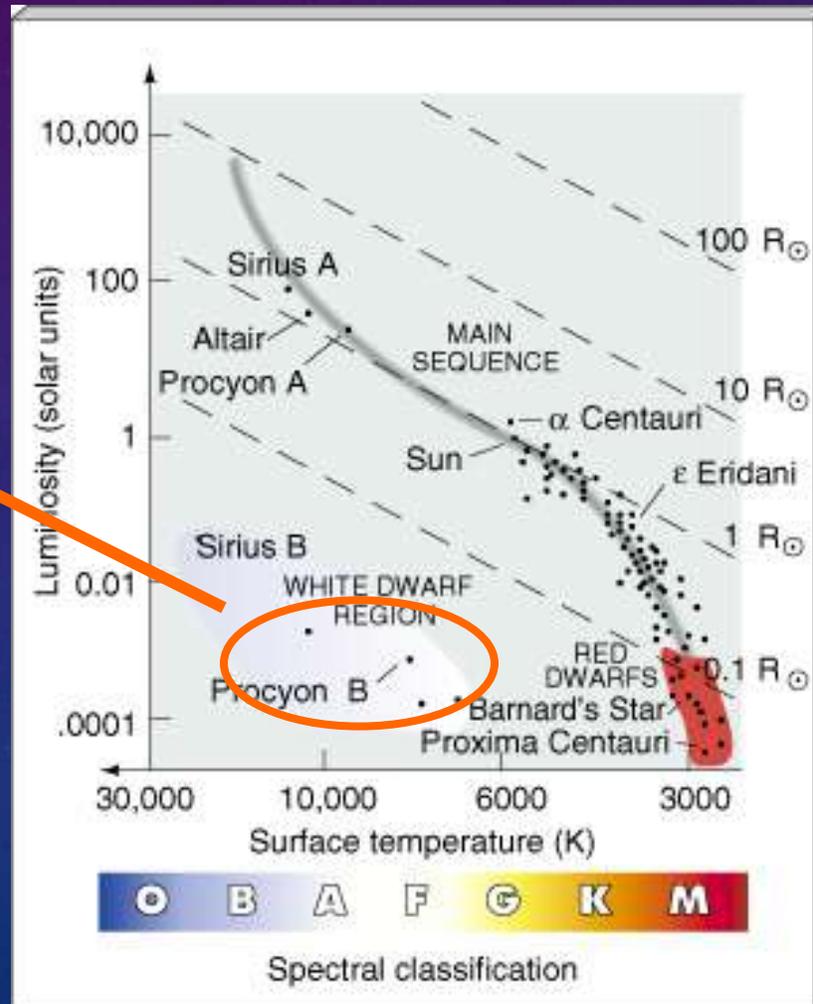
Usando a relação entre luminosidade-temperatura-raio nota-se que o tamanho das estrelas varia ao longo da seqüência principal.

As estrelas tipo M menos brilhantes tem somente 1/10 do raio do Sol e as de tipo O mais brilhantes tem 10 vezes o raio do Sol



# O DIAGRAMA HR

Região das anãs brancas



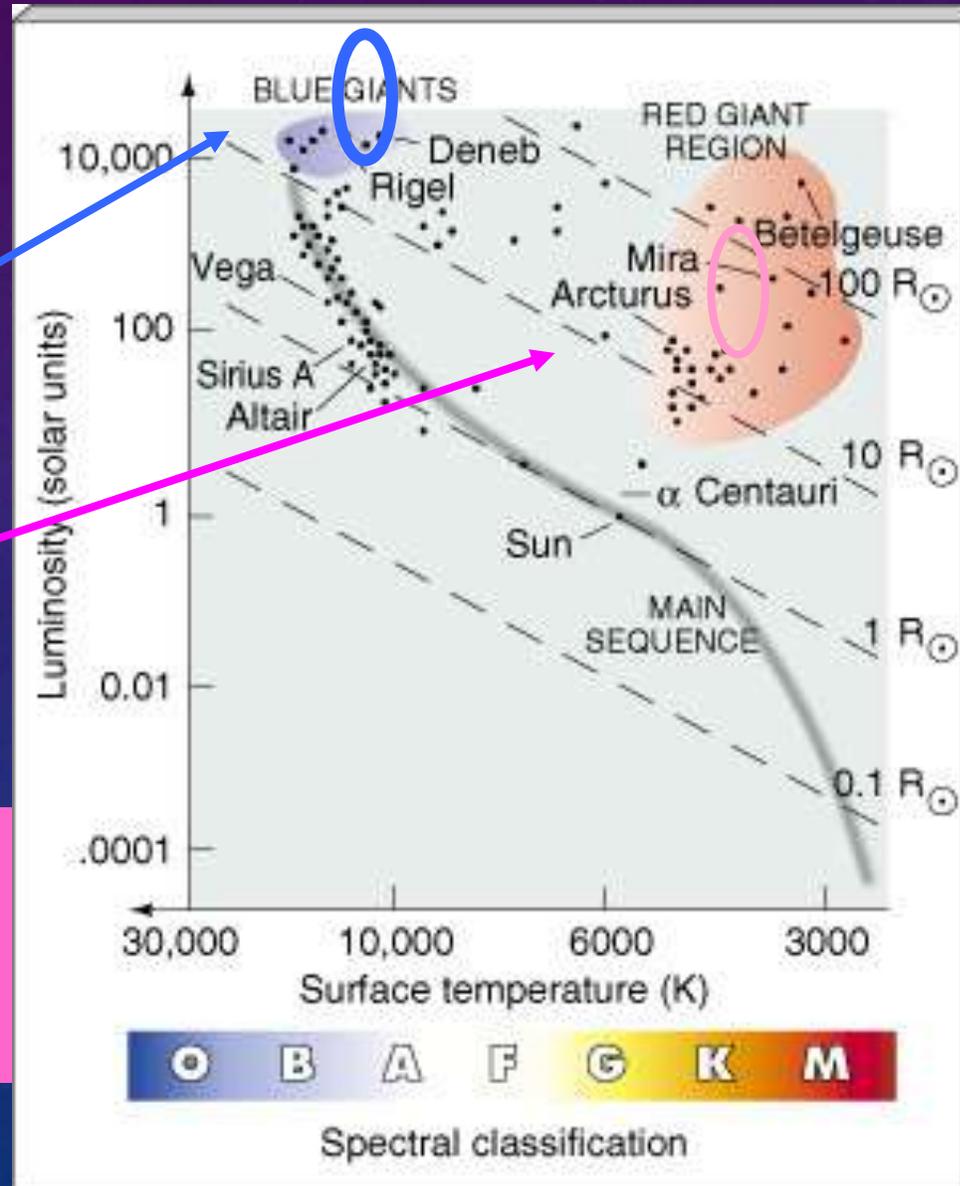
# O DIAGRAMA HR

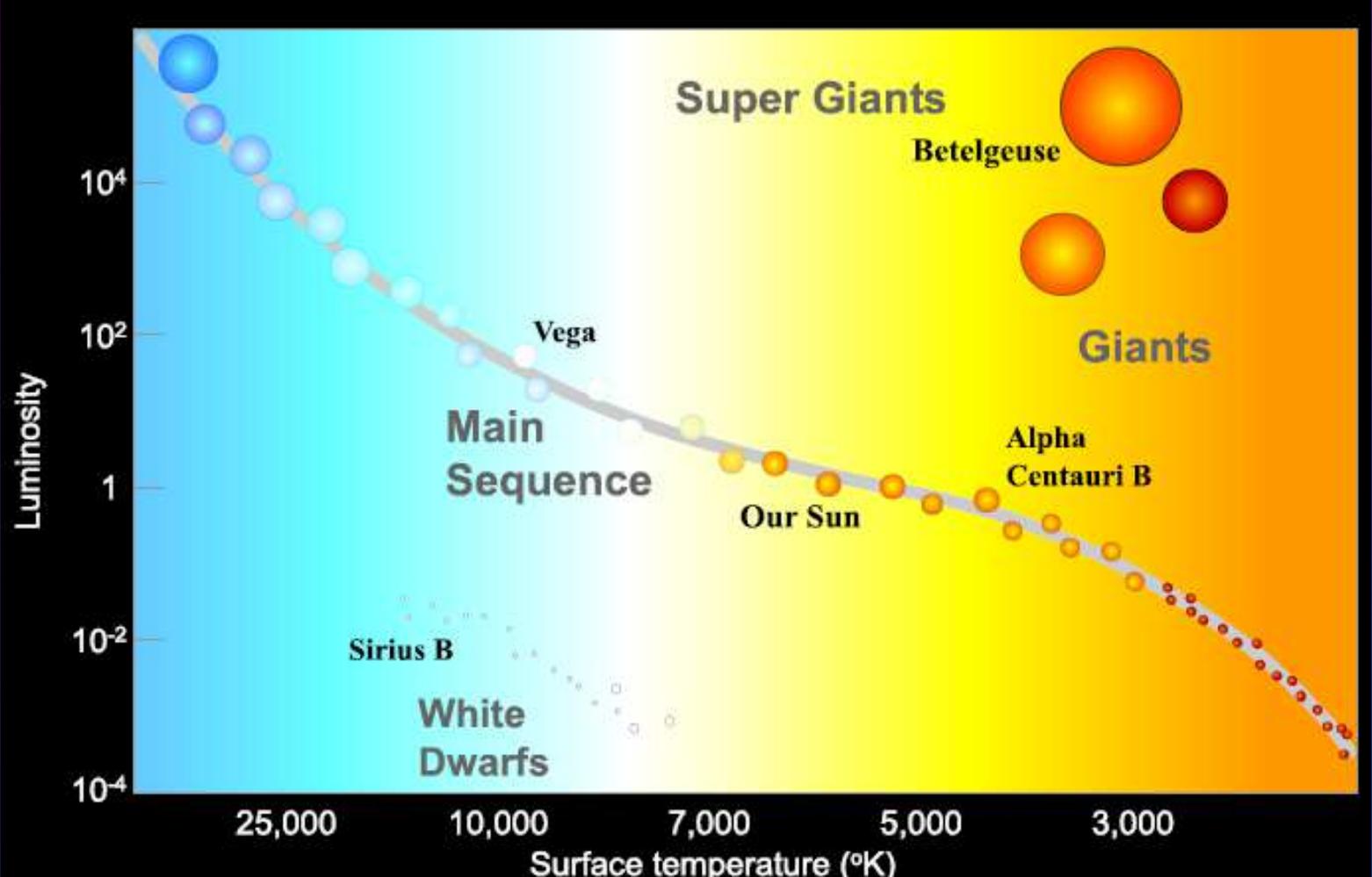
As estrelas mais brilhantes não estão na SP

Região das gigantes azuis

Região das gigantes vermelhas

A maior parte das estrelas da nossa galáxia está na sequência principal (uma estrela passa o maior tempo de sua vida na SP)





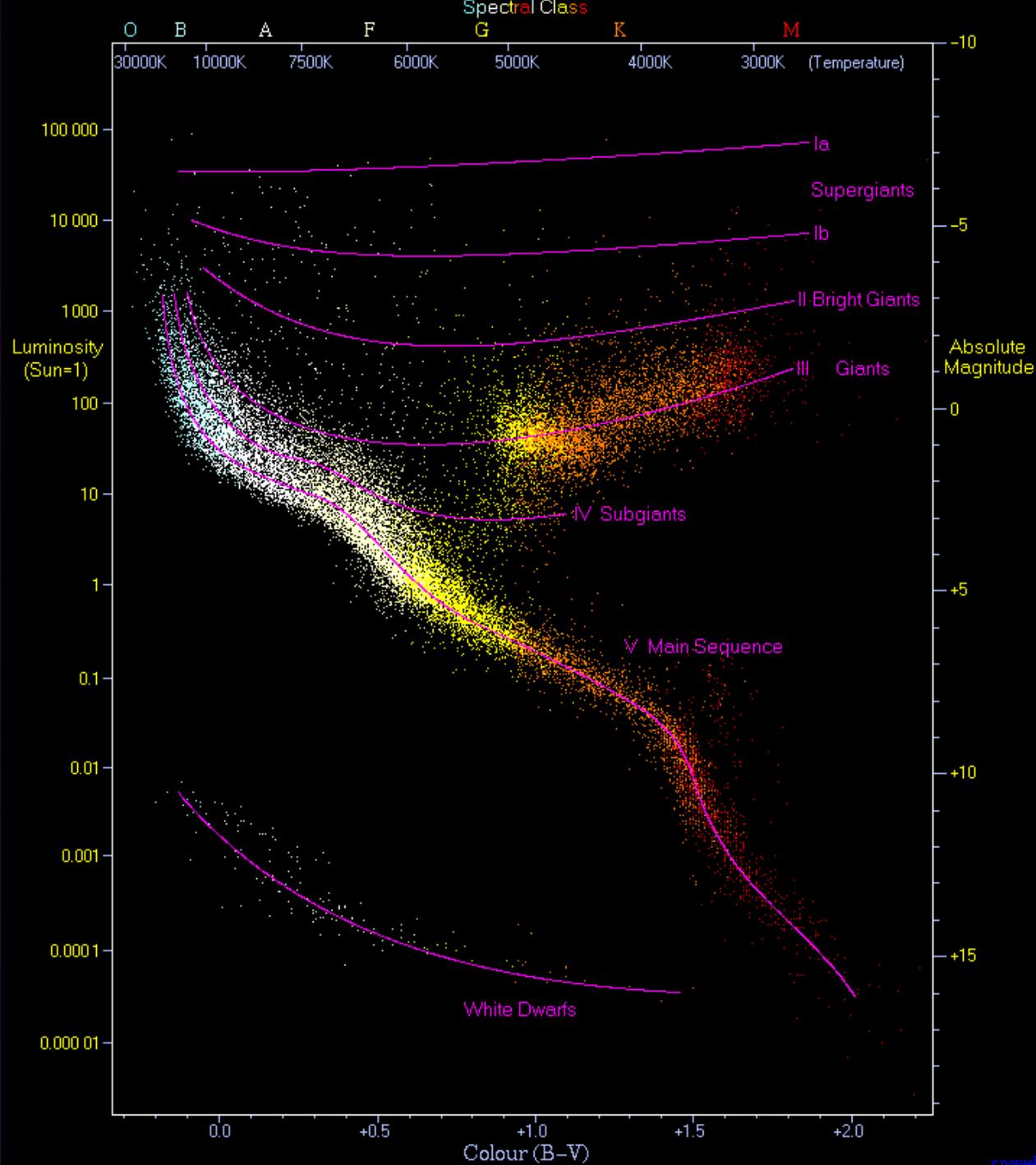


Diagrama resultante das medidas do satélite Hipparcos  $\Rightarrow$  22.000 estrelas na faixa de distância de até 1000 pc

## → GAIA'S HERTZSPRUNG-RUSSELL DIAGRAM

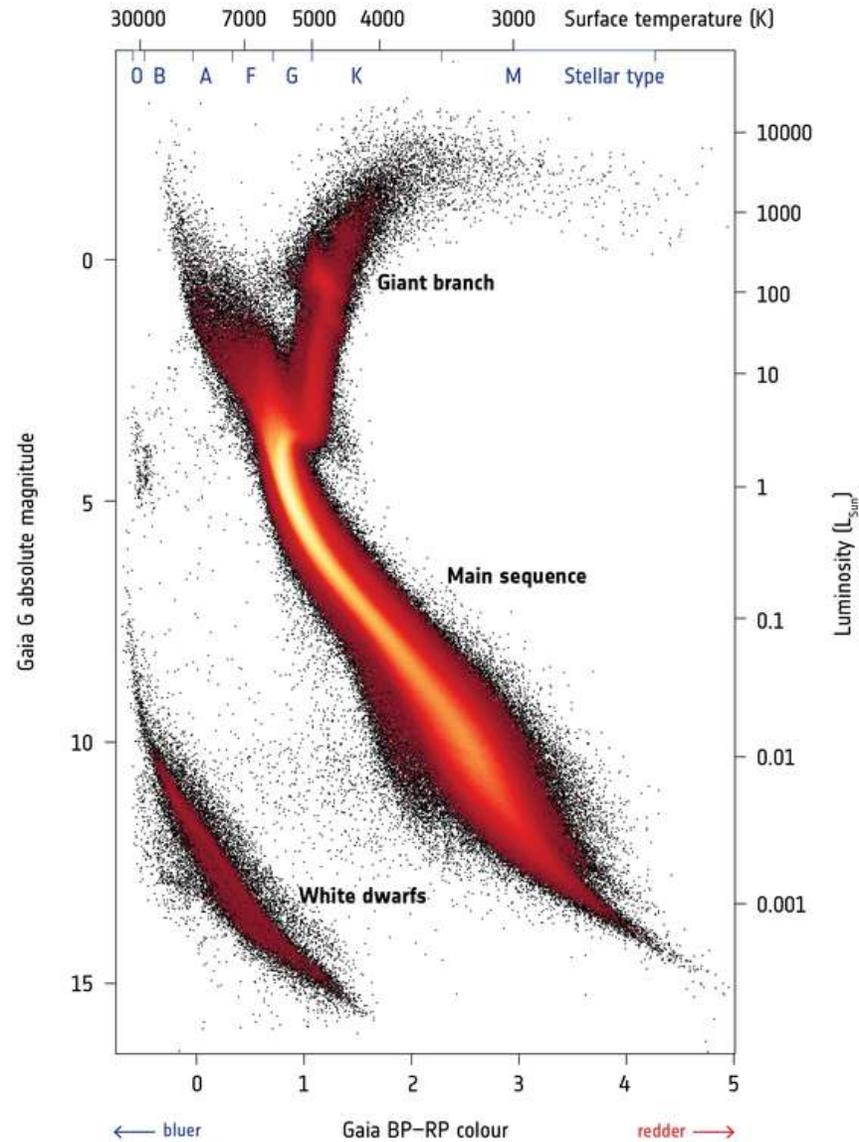
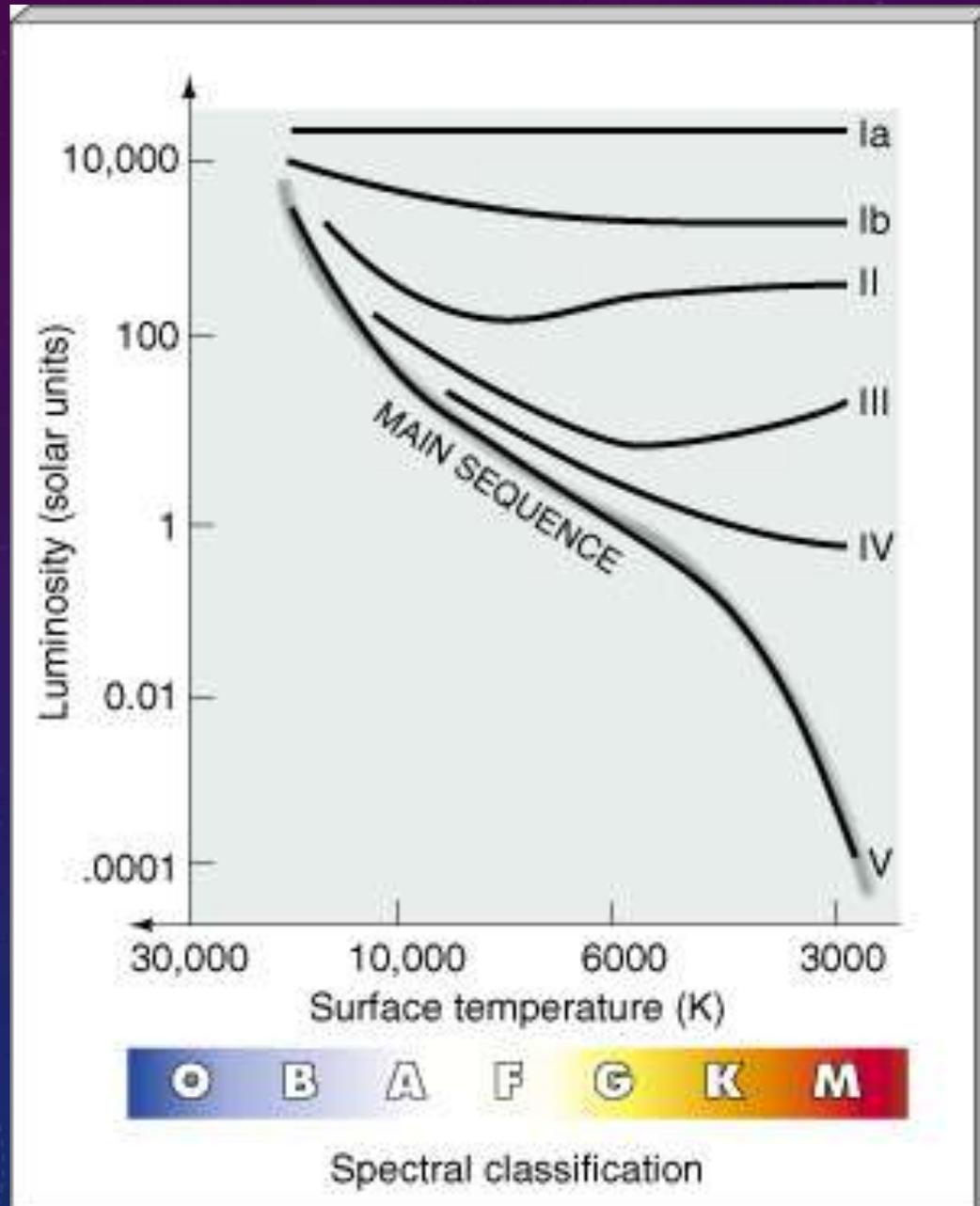


Diagrama HR feito com ~ 4 milhões de estrelas com distâncias de até 5000 anos-luz (1.5 kpc)

# CLASSE DE LUMINOSIDADE



| CLASSE | ESTRELAS                   |
|--------|----------------------------|
| Ia     | Supergigantes brilhantes   |
| Ib     | Supergigantes              |
| II     | Gigantes brilhantes        |
| III    | Gigantes                   |
| IV     | Subgigantes                |
| V      | Anãs (seqüência principal) |

## CLASSE DE LUMINOSIDADE

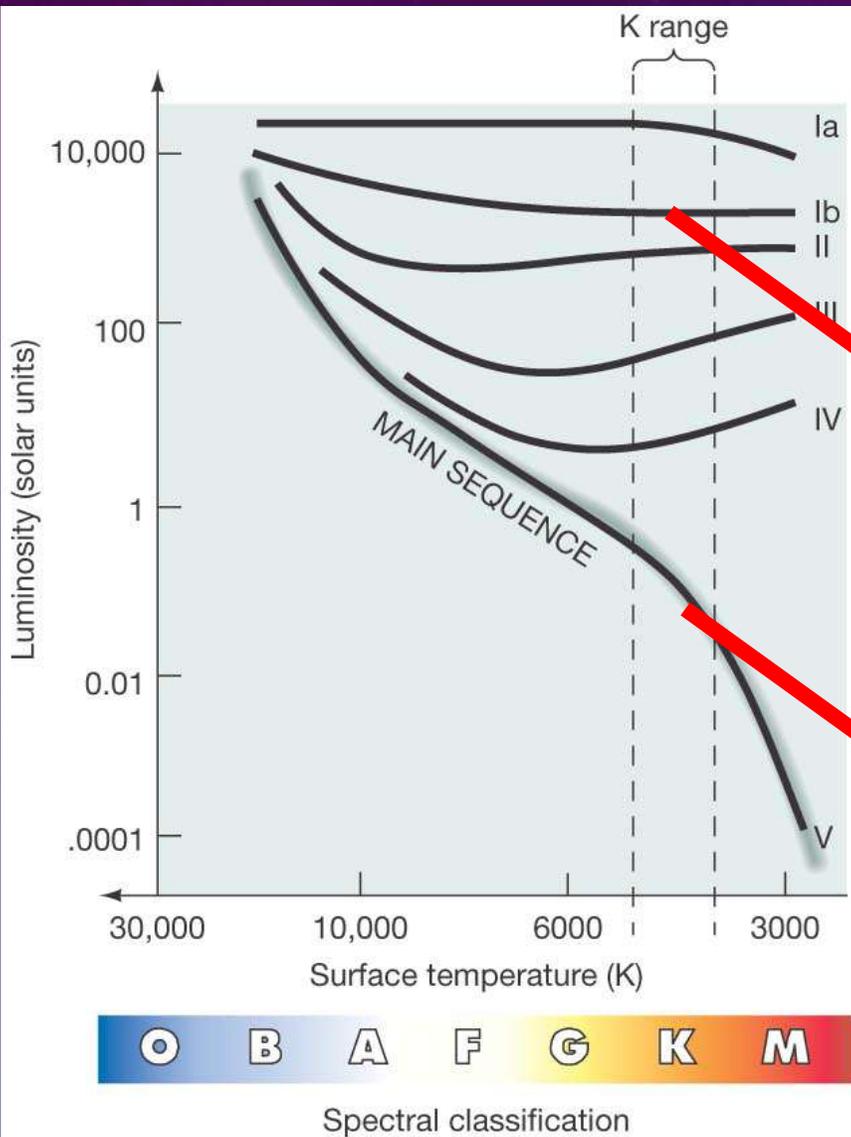
| CLASSE | ESTRELAS                         |
|--------|----------------------------------|
| Ia     | Supergigantes<br>brilhantes      |
| Ib     | Supergigantes                    |
| II     | Gigantes<br>brilhantes           |
| III    | Gigantes                         |
| IV     | Subgigantes                      |
| V      | Anãs<br>(seqüência<br>principal) |

Classe de luminosidade é estimada através do espectro das estrelas.

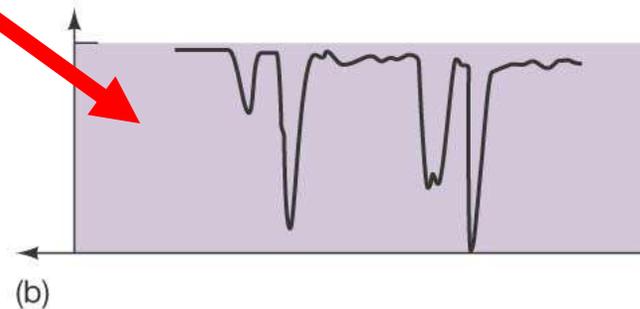
As linhas de um espectro de absorção podem variar não só as suas intensidades, mas também as suas larguras. A largura dá informação sobre a densidade da atmosfera da estrela.

A atmosfera de uma gigante é menos densa (linhas + estreitas) do que a atmosfera de uma estrela anã, que por sua vez é menos densa do que a de uma anã branca (linhas + largas).

# Pode-se então definir uma estrela pelo tipo espectral e classe de luminosidade

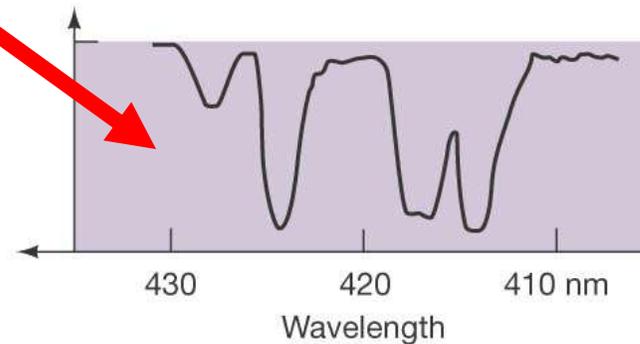


(a)



(b)

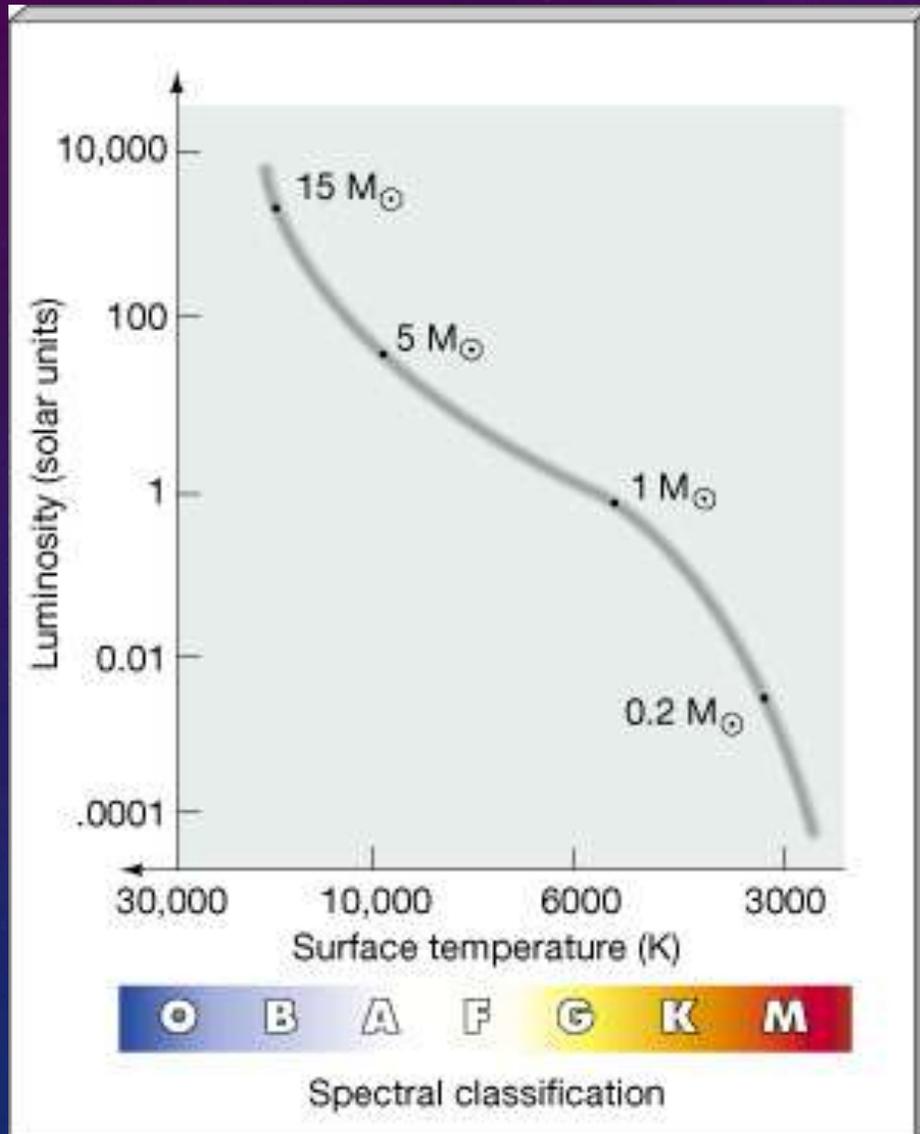
K Ib-type  
supergiant  
star



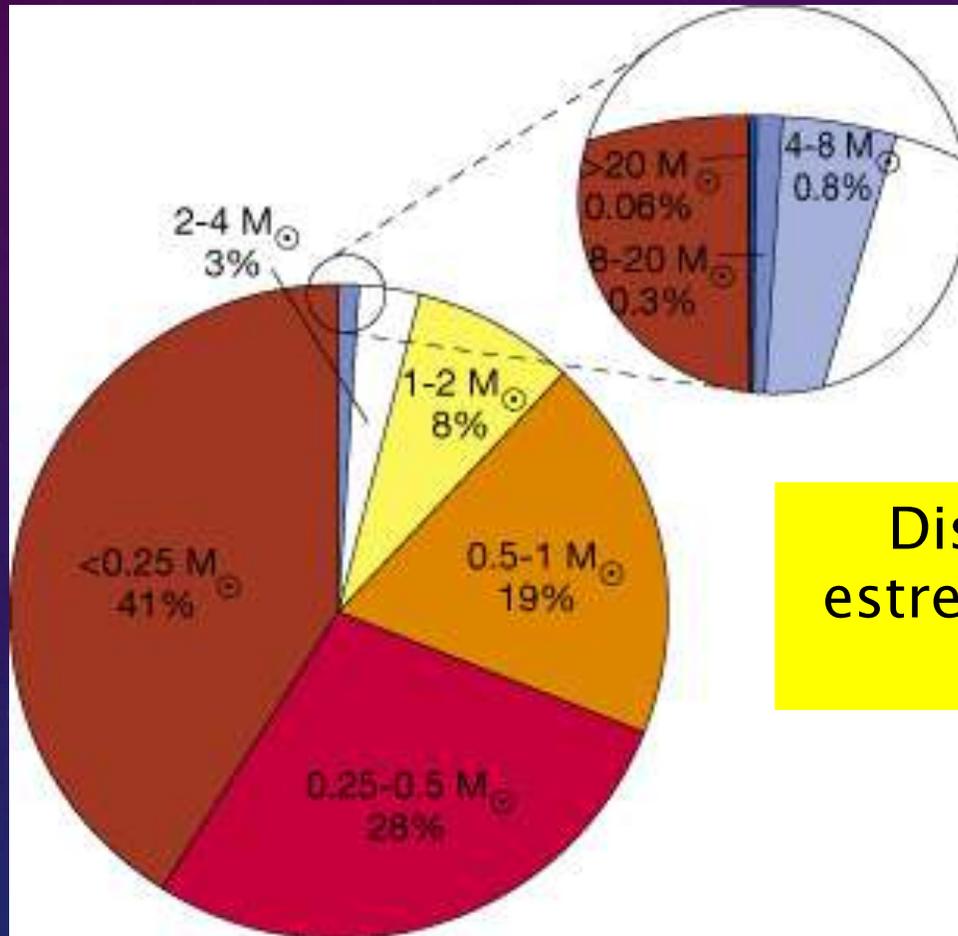
(c)

KV-type  
main sequence  
star

# MASSAS DE ESTRELAS

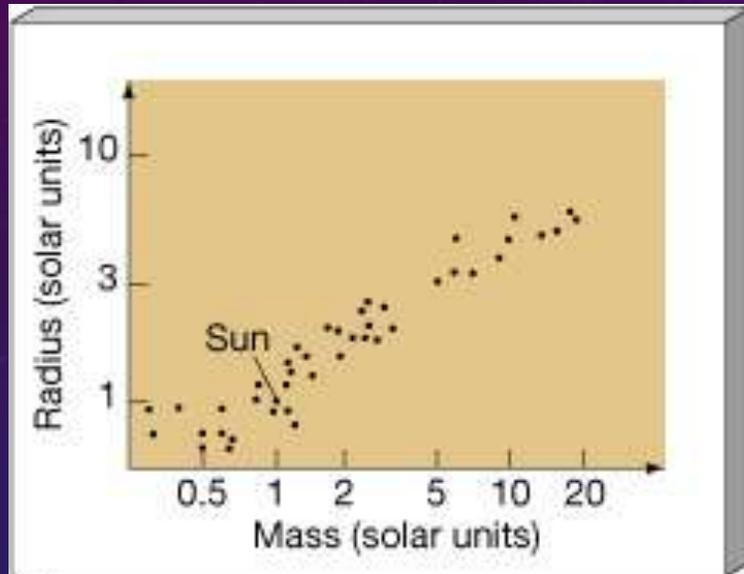


O que determina a posição de uma estrela na sequência principal do diagrama HR?  
R. sua massa

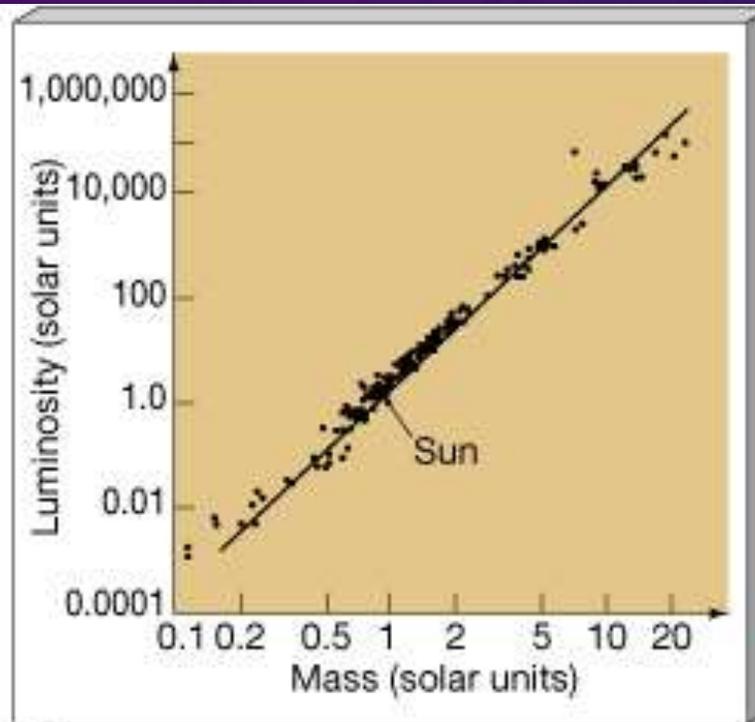


Distribuição de massa das estrelas de sequência principal na vizinhança do Sol

# RELAÇÕES PARA ESTRELAS NA SEQUÊNCIA PRINCIPAL



(a)



(b)

raio  $\propto$  massa

Quanto maior a massa,  
maior a luminosidade

luminosidade  $\propto$  massa<sup>4</sup>

## TEMPO DE VIDA NA SEQUÊNCIA PRINCIPAL

Pode-se estimar o tempo de vida de uma estrela dividindo a quantidade de combustível disponível (que é a massa da estrela) pela taxa na qual o combustível está sendo consumido (que é a luminosidade da estrela), ou seja:

$$\textit{tempo de vida} \propto \frac{\textit{massa}}{\textit{luminosidade}}$$

O Sol tem um tempo de vida de 10 bilhões de anos (ele se formou há 4.6 bilhões de anos)

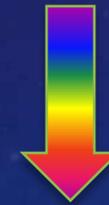
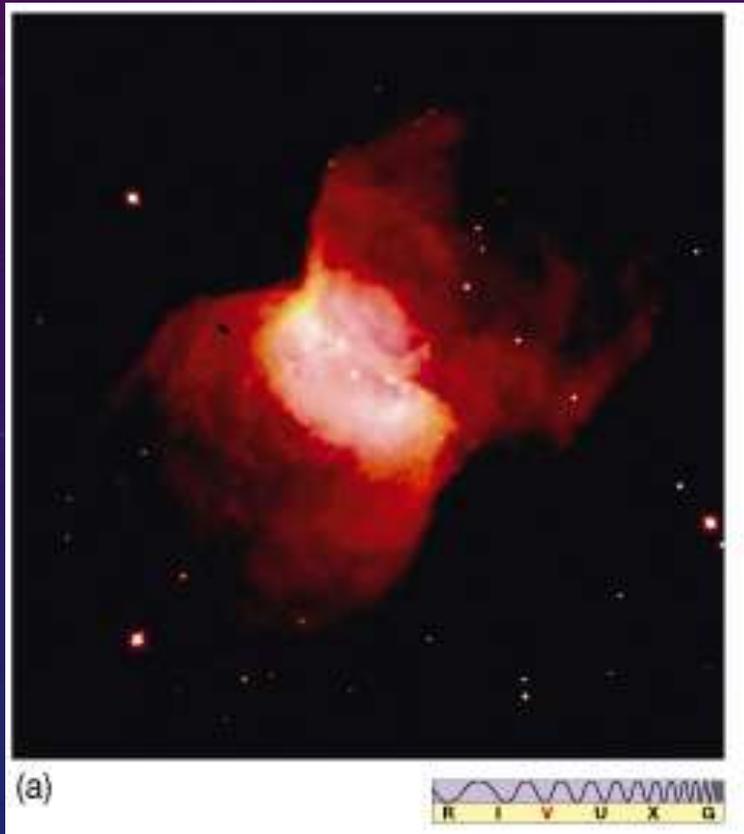
Sabendo que luminosidade é proporcional à (massa)<sup>4</sup>

$$\textit{tempo de vida} \propto \frac{1}{\textit{massa}^3}$$

Quanto maior a massa, menor o tempo de vida de uma estrela

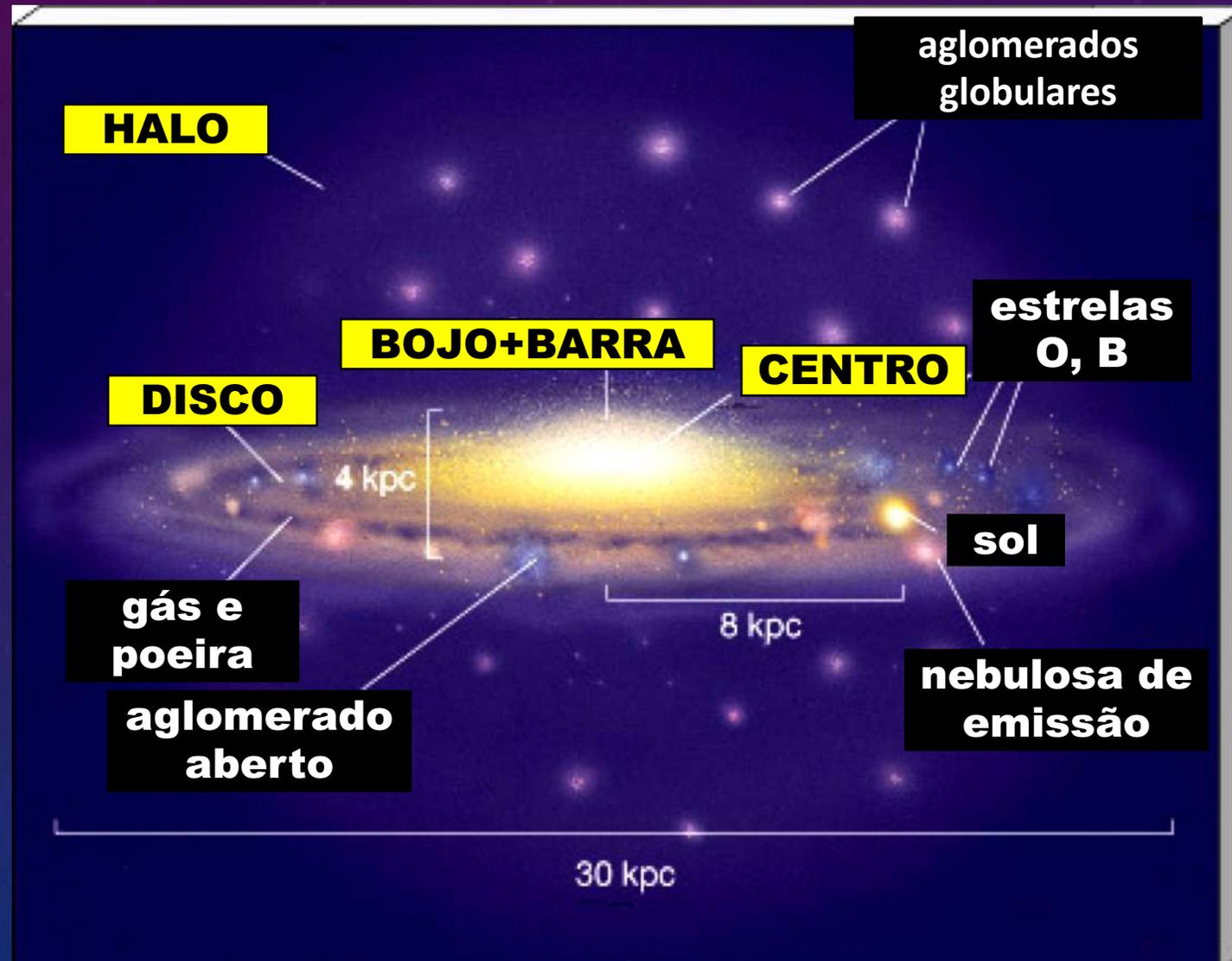
# Formação Estelar

❖ Evidências de formação estelar recente  $\Rightarrow$  nebulosas de emissão excitadas pela radiação de estrelas jovens e quentes



❖ Formação de estrelas na nossa Galáxia ainda continua existindo

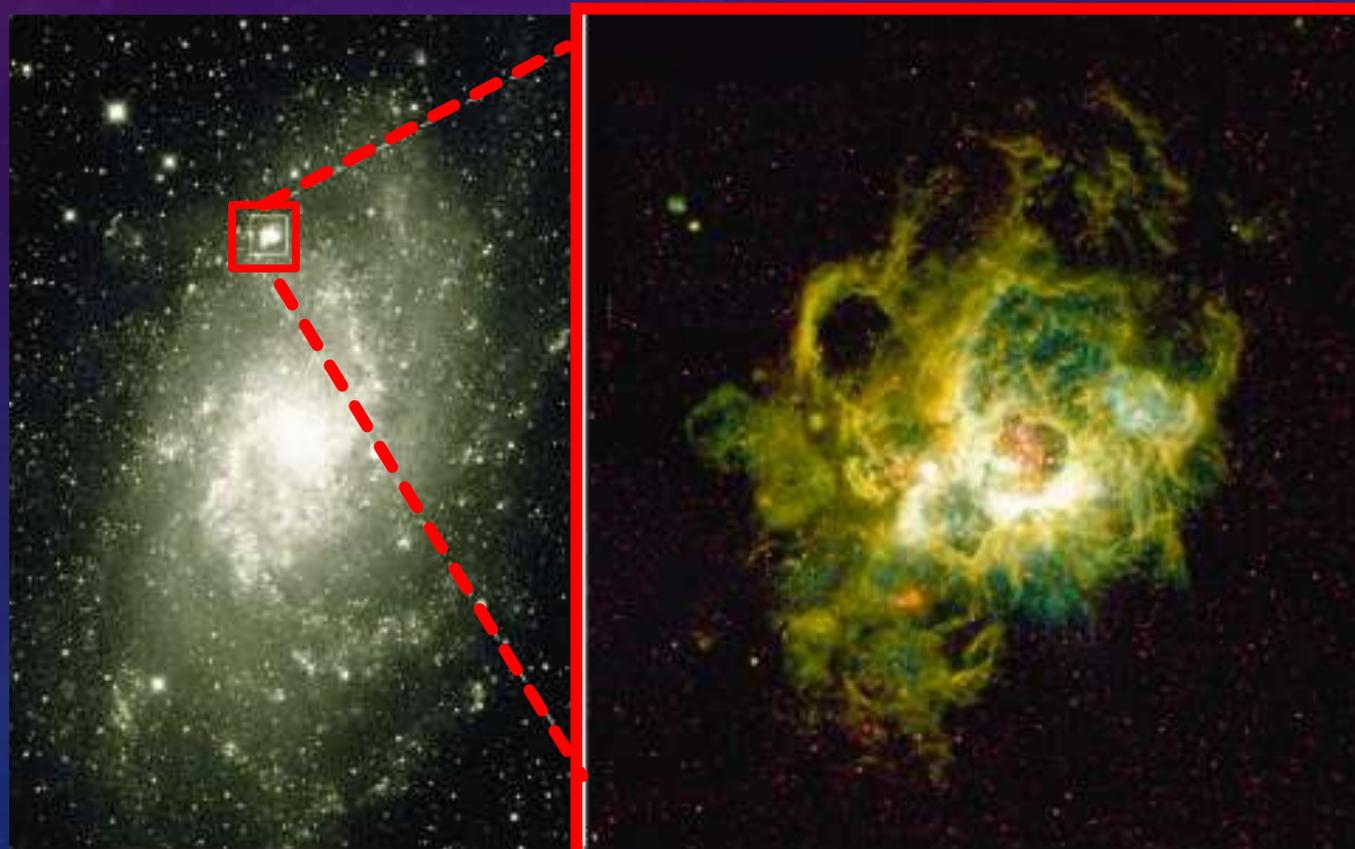
- ❖ Os sítios de formação estelar estão no plano do disco da Galáxia



- ❖ Regiões de formação estelar são observadas em muitas outras galáxias também.

Nebulosa de emissão gigante de 500 pc de extensão pertencente a galáxia M33

(M33 está a 1 milhão de pc da nossa Galáxia)



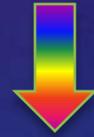
1pc =  $3.09 \times 10^{13}$  Km =  $2.06 \times 10^5$  UA = 3.26 anos-luz



❖ Nebulosas de emissão indicam o local de nascimento de estrelas



❖ Nebulosas de emissão estão associadas a nuvens escuras frias de matéria interestelar



❖ Nuvens escuras são prováveis sítios de formação de estrelas

- ❖ Como ocorre a formação de uma estrela a partir de uma nuvem de gás frio?

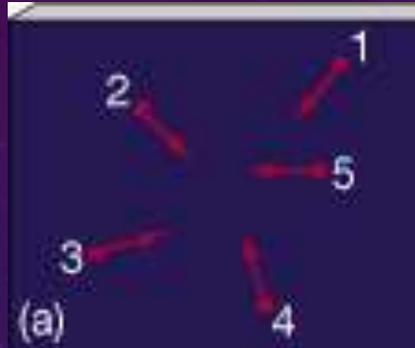
### PROCESSO:

1. Nuvem fria colapsa sob seu próprio peso
2. Durante o colapso ocorre fragmentação
3. Os fragmentos começam a esquentar a medida que vão contraindo
4. Eventualmente a temperatura do centro de cada fragmento alcança um valor alto o suficiente para começar a reação de fusão nuclear
5. Contração para e as estrelas nascem

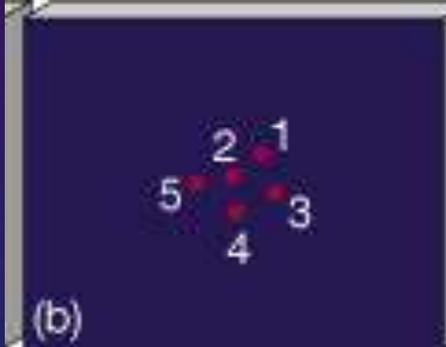
## ATENÇÃO!!

**Todo este processo ocorre somente se a massa de cada fragmento for grande o suficiente**

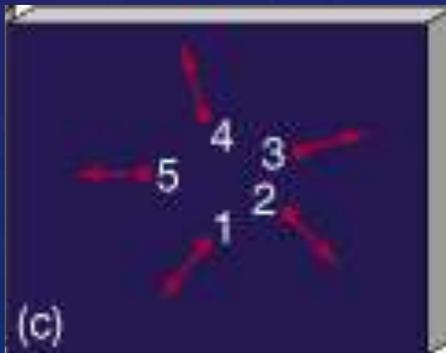
**Como o processo começa? Os átomos de uma nuvem fria de gás (100K) estão em movimento (=agitação térmica)**



Quando ocorre um encontro de alguns átomos eles tendem a ser atraídos pela sua força gravitacional



Depois de algum tempo, os átomos acabam se agrupando



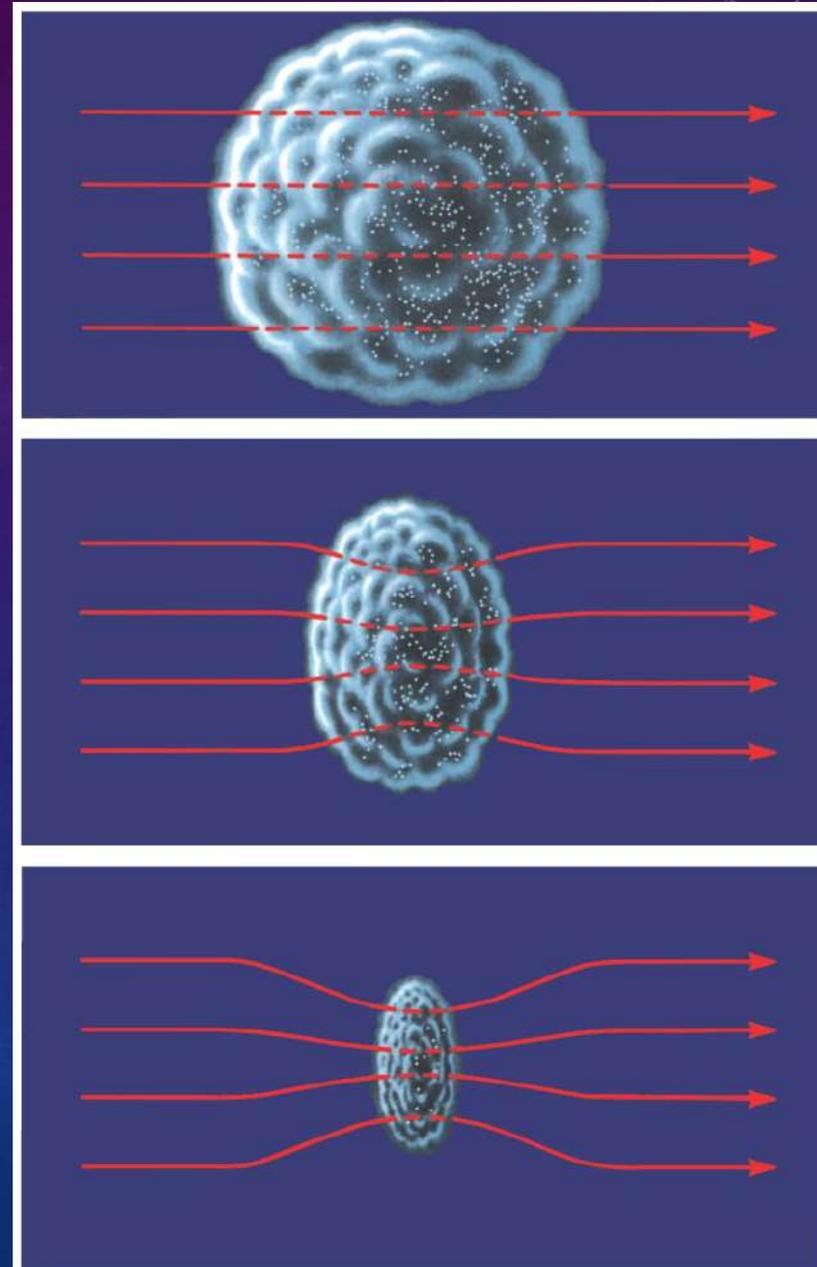
Mas se a força gravitacional não for grande o suficiente para mantê-los ligados, a sua agitação térmica tende a dispersá-los novamente

Outros fatores que podem interferir no colapso:

- Rotação da nuvem de gás
- Campo magnético

A massa sempre deve ser suficiente para a força gravitacional superar os efeitos da rotação e magnetismo.

A massa mínima para iniciar a formação é menor numa nuvem sem campo magnético e rotação.



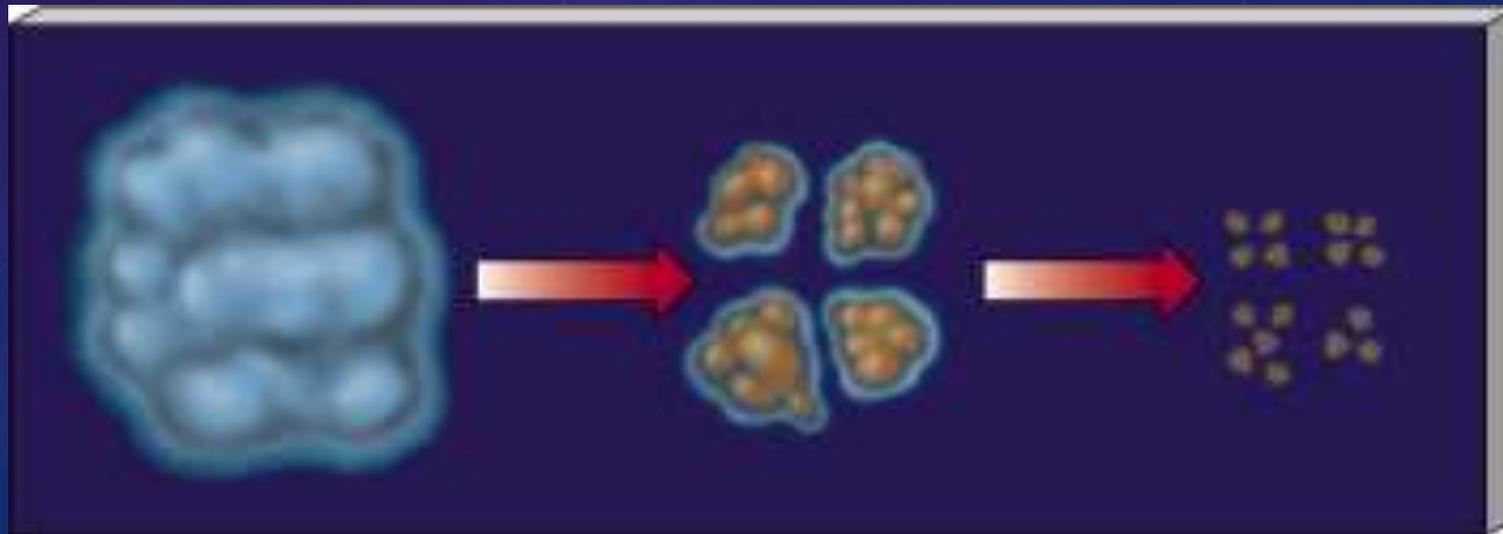
# ESTÁGIOS DE FORMAÇÃO DE UMA ESTRELA

## ESTÁGIO 1 : NUVEM INTERESTELAR

As condições melhores para se formar estrelas são encontradas nos **centros de nuvens escuras de gás, de poeira ou moleculares**. Estas nuvens são bastante grandes ( $\sim 10^{15}$  km), possuem temperaturas da ordem de **10 K** e densidades de  **$10^9$  partículas/m<sup>3</sup>**.

## ESTÁGIO 1

1. Uma massa grande da nuvem começa a se contrair
2. Devido a instabilidades gravitacionais, esta massa grande pode se fragmentar em pedaços menores
3. Cada um dos fragmentos podem colapsar e continuar a fragmentar, e eventualmente formar dezenas ou centenas de estrelas
4. ESTE ESTÁGIO LEVA UNS POUCOS MILHÕES DE ANOS



## ESTÁGIO 2 : O COLAPSO DE UM FRAGMENTO ISOLADO

Neste estágio um fragmento que está para formar uma estrela como o Sol, possui as seguintes características:

1. um tamanho de  $\sim 100$  vezes o sistema solar.
2. densidade central é da ordem de  $10^{12}$  partículas/ $m^3$
3. temperatura central de 100 K.

A temperatura na borda do fragmento não difere da nuvem original = 10 K.

O fragmento que colapsa ainda tem a possibilidade de se dividir em mais fragmentos

O ESTÁGIO LEVA UNS **30.000 ANOS**



## ESTÁGIO 3 : FRAGMENTAÇÃO CESSA

O processo de divisão para quando a densidade central do fragmento for grande o suficiente para que a radiação produzida pelo calor em seu interior não escape livremente.

As características do fragmento agora são:

1. um tamanho de  $\sim$  o sistema solar.
2. Interior opaco à radiação eleva a  $T$  central = 10.000 K
3. Densidade central de  $10^{18}$  partículas/m<sup>3</sup> (ainda  $10^{-9}$  kg/m<sup>3</sup>)  
sol = 1410 kg/m<sup>3</sup>

ESTÁGIO LEVA UNS  
**100.000 ANOS**

A região central é  
chamada de  
PROTO-ESTRELA



## ESTÁGIO 4 : PROTO-ESTRELA

Dá para distinguir a fotosfera da proto-estrela e a parte central mais densa.

1. O tamanho é  $\sim$  o da órbita de Mercúrio
2. Temperatura central =  $10^6$  K (ainda menor do que a necessária para ocorrer a fusão do H).
3. A proto-estrela continua se contraindo e a T da fotosfera aumenta até uns 3000 K.



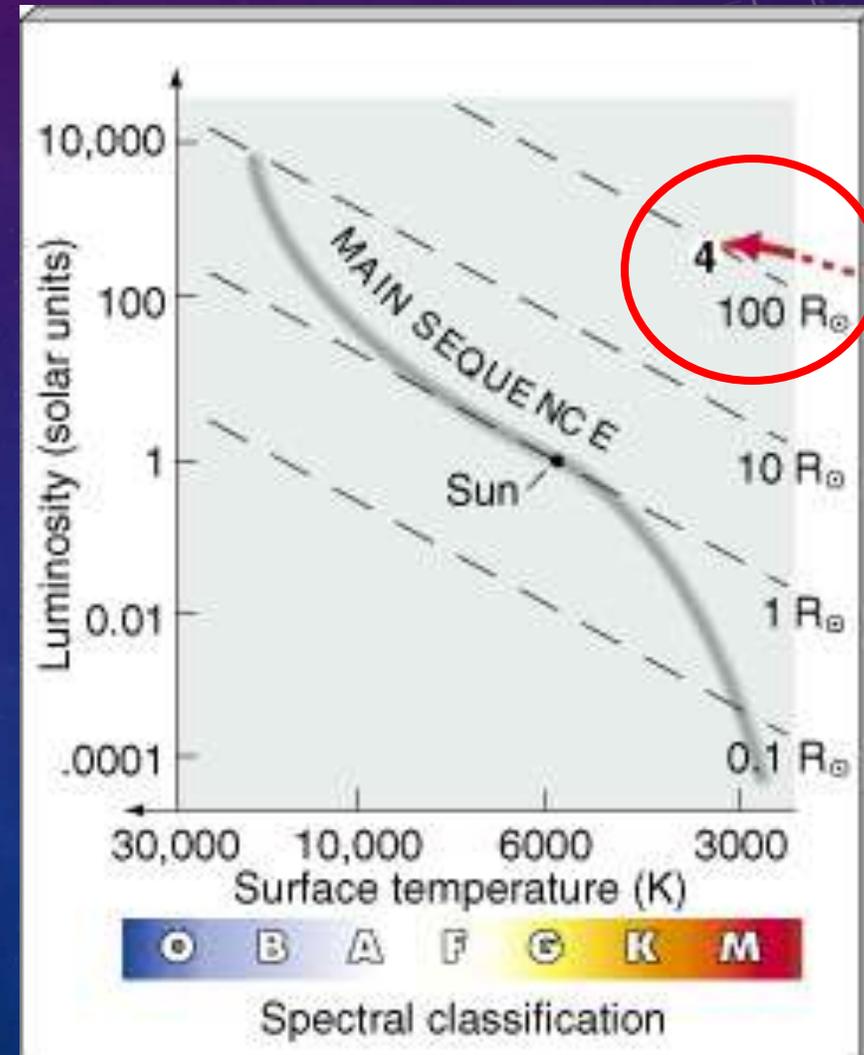
## ESTÁGIO 4 : PROTO-ESTRELA

Sabendo o raio e a temperatura superficial da proto-estrela, dá para determinar sua luminosidade e por no diagrama HR

A luminosidade da proto-estrela é bem maior do que a estrela que ela formará (Sol), porque o tamanho da proto-estrela é bem maior.

**Luminosidade  $\propto$  raio<sup>2</sup>  $\times$  temperatura<sup>4</sup>**

**DURAÇÃO DA FASE 4  
É DE 1 MILHÃO DE ANOS.**

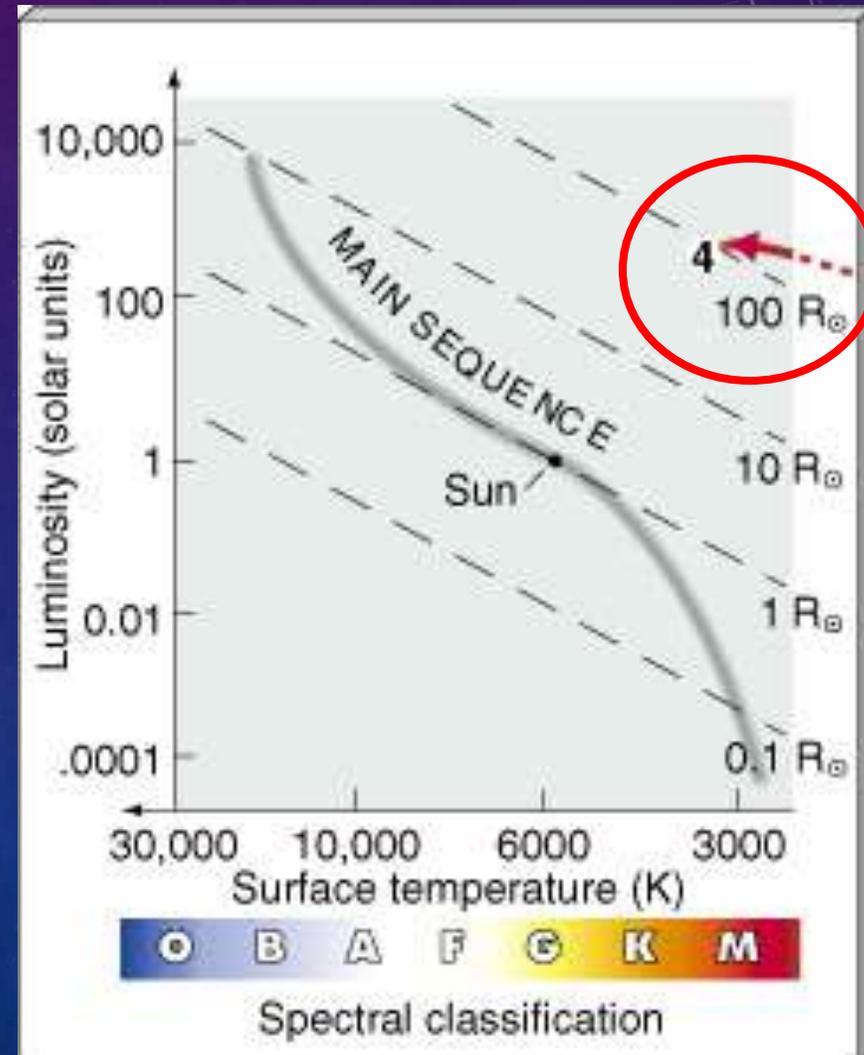


## ESTÁGIO 4 : PROTO-ESTRELA

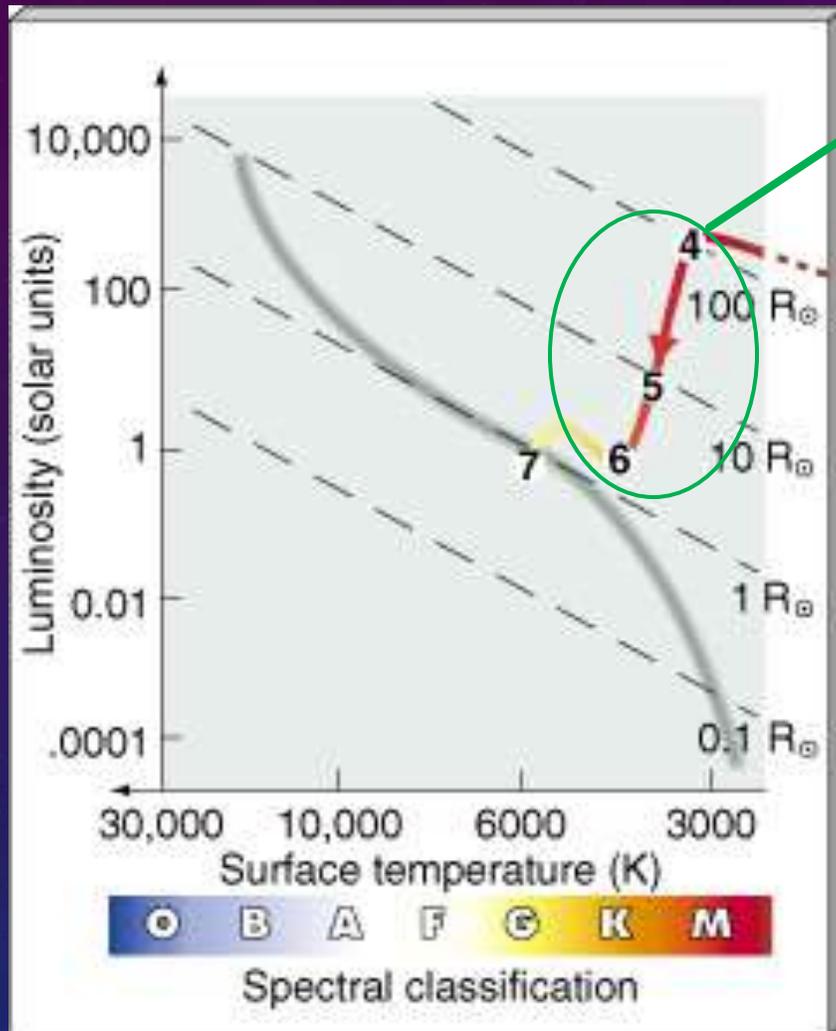
A luminosidade da proto-estrela deve-se somente à transformação da energia gravitacional em energia térmica a medida que a proto-estrela se contrai.

A trajetória vermelha no diagrama HR é o caminho seguido pelo fragmento de nuvem desde o estágio 3 até o 4. Esta fase é chamada de contração de Kelvin-Helmholtz.

Mesmo com a alta T do centro a pressão do gás não consegue conter o colapso gravitacional, e a proto-estrela continua a se contrair.



## ESTÁGIO 5 : EVOLUÇÃO DA PROTO-ESTRELA



A proto-estrela segue de 4 a 6 com uma T superficial aproximadamente constante e se torna menos luminosa a medida que contrai..

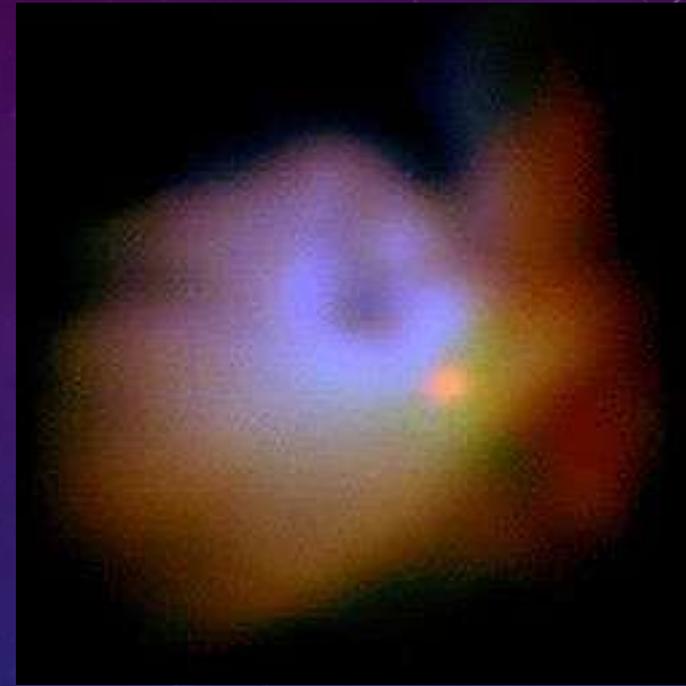
ESTE CAMINHO EVOLUTIVO É CHAMADO DE **TRAJETÓRIA DE HAYASHI**.

No estágio 5 a temperatura central atinge 5 milhões de K. Devido a esta alta T interna, a contração começa a ser aos poucos freada.

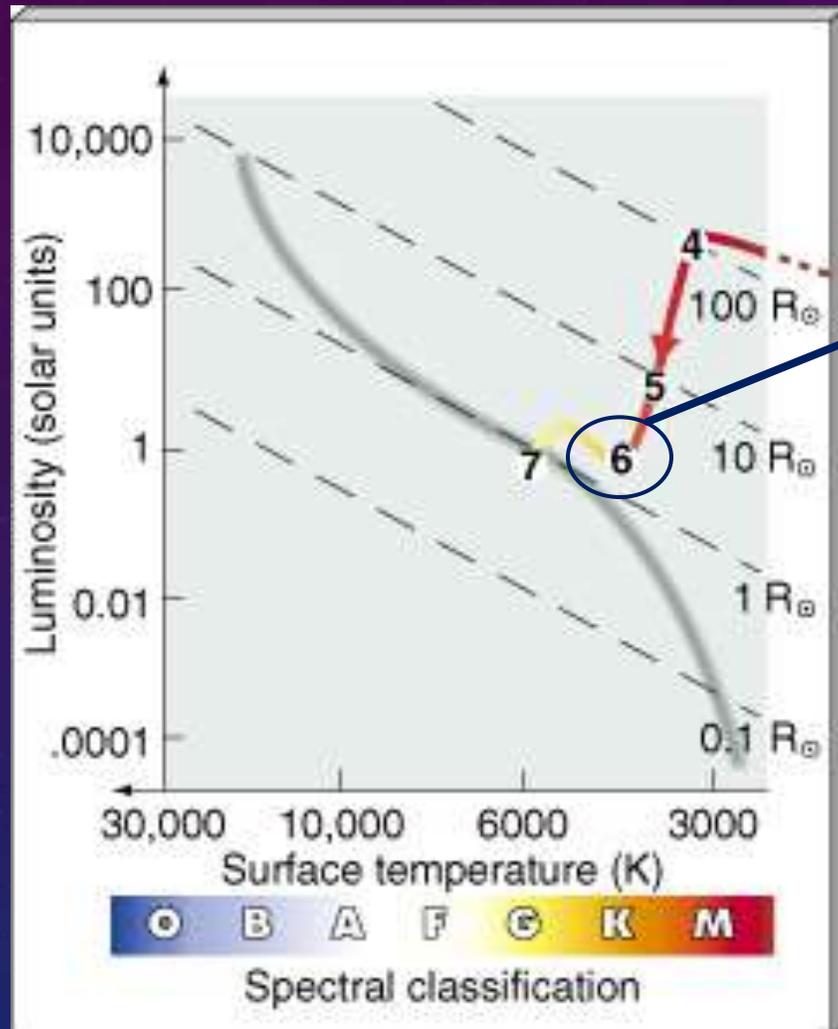
**DURAÇÃO DA FASE 5  
É DE 10 MILHÕES DE ANOS.**

Fase de Proto-estrela T Tauri : exibem atividades violentas em sua superfície que resultam em densos e fortes ventos proto-estelares (bem maiores do que os ventos solares).

Proto-estrelas T Tauri são encontradas somente em nebulosas ou aglomerados bem jovens de estrelas.



## ESTÁGIO 6 : NASCE UMA NOVA ESTRELA

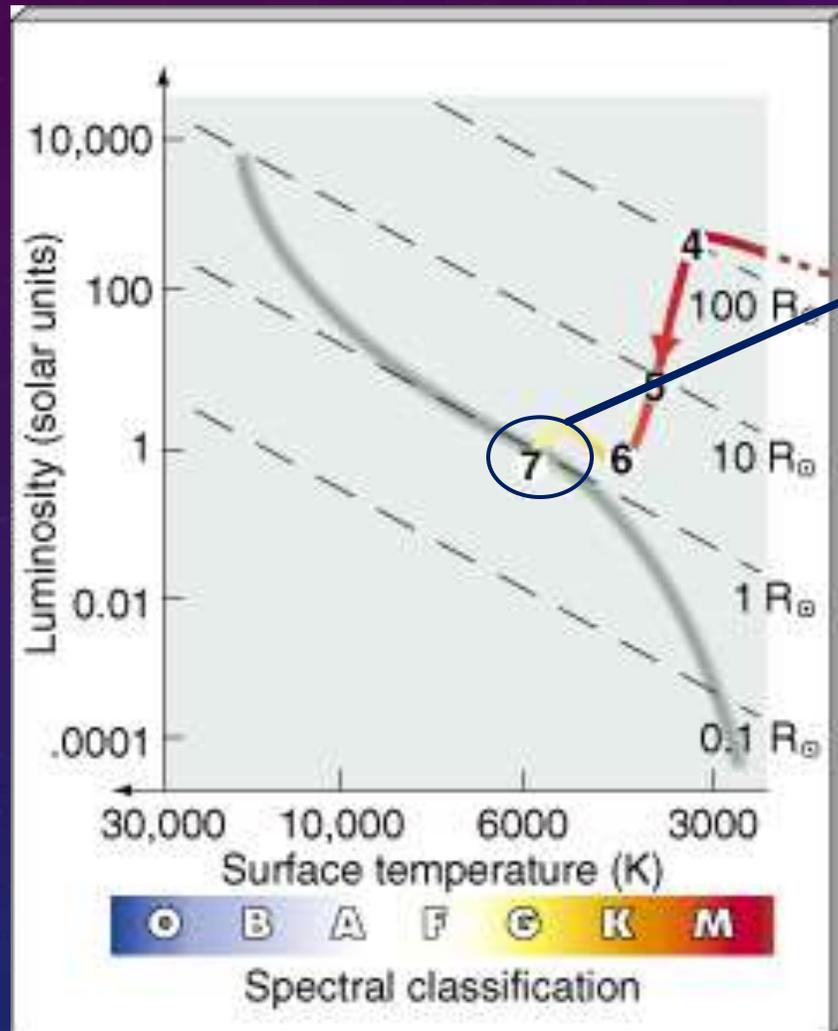


A TEMPERATURA CENTRAL ATINGE OS 15 MILHÕES DE K, COM ISSO COMEÇAM AS REAÇÕES DE FUSÃO NUCLEAR.

A CONTRAÇÃO DIMINUI BASTANTE MAS NÃO PARA TOTALMENTE.

**DURAÇÃO DA FASE 6 É DE 30 MILHÕES DE ANOS.**

## ESTÁGIO 7 : O COMEÇO DA EVOLUÇÃO NA SEQUÊNCIA PRINCIPAL (SP)



A TEMPERATURA CENTRAL ATINGE OS 15 MILHÕES DE GRAUS, COM ISSO AS REAÇÕES DE FUSÃO NUCLEAR SÃO ESTÁVEIS NO NÚCLEO, E A CONTRAÇÃO FINALMENTE PARA.

PRESSÃO E GRAVIDADE ESTÃO AGORA EM EQUILÍBRIO.

## NOTAR QUE:

AGITAÇÃO TÉRMICA = TEMPERATURA DO GÁS = UMA MEDIDA DA VELOCIDADE DOS ÁTOMOS OU MOLÉCULAS (PARTÍCULAS DO GÁS)

QUANTO MAIOR A TEMPERATURA, MAIOR A VELOCIDADE MÉDIA DAS PARTÍCULAS DO GÁS  $\Rightarrow$  MAIOR A PRESSÃO DO GÁS

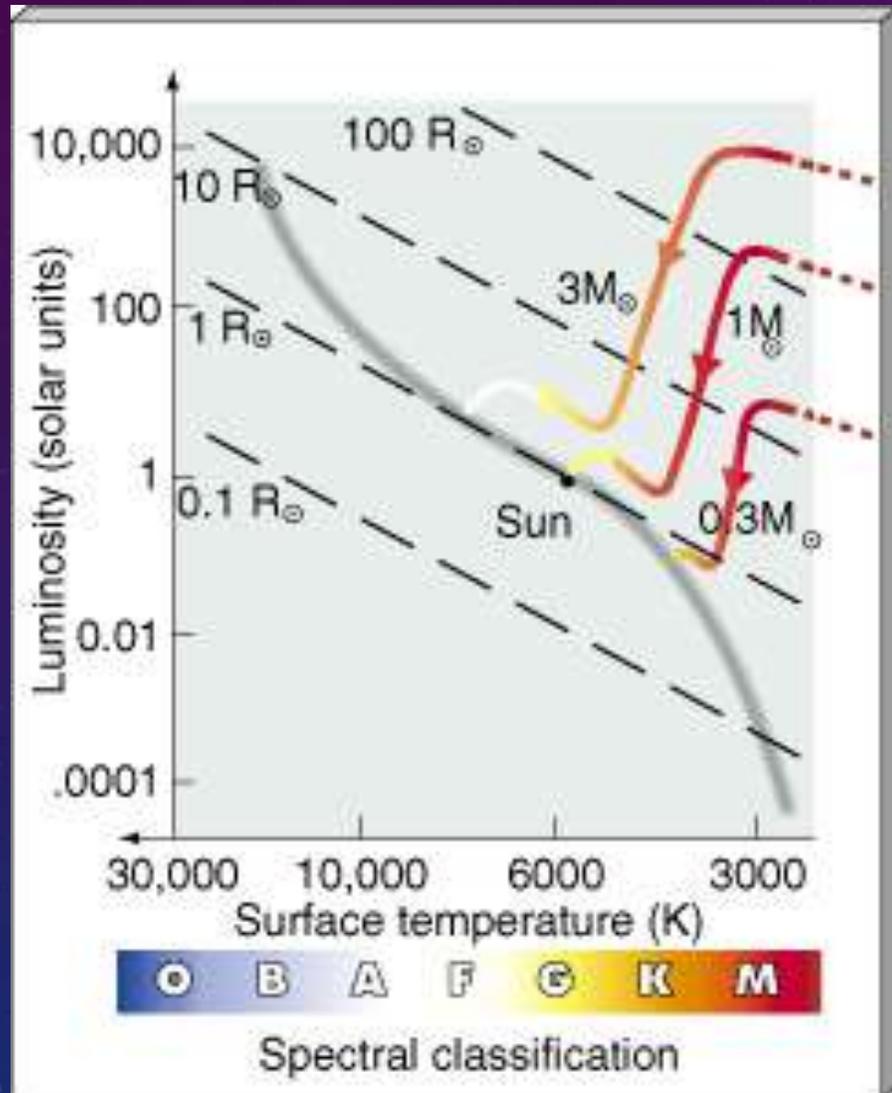
A PRESSÃO DO GÁS SE OPÕE À GRAVIDADE QUE É UMA FORÇA QUE TENDE A AGRUPAR AS PARTÍCULAS

ESSE É O MOTIVO PELO QUAL UMA ESTRELA NÃO CONTINUA COLAPSANDO:  
A REAÇÃO DE FUSÃO NUCLEAR FAZ COM QUE A TEMPERATURA AUMENTE, AUMENTANDO ASSIM A PRESSÃO DO GÁS QUE VAI CONTRABALANÇAR A GRAVIDADE DA ESTRELA.

## RESUMO DA EVOLUÇÃO PRÉ-ESTELAR DE UMA ESTRELA DO TIPO DO SOL

| ESTÁGIO | TEMPO ATÉ O PRÓXIMO ESTÁGIO (ANOS) | T CENTRAL (K)    | T SUPERF. (K) | DENSIDADE CENTRAL (PARTÍCULAS/M <sup>3</sup> ) | DIÂMETRO (KM)     | OBJETO             |
|---------|------------------------------------|------------------|---------------|--|-------------------|--------------------|
| 1       | $2 \times 10^6$                    | 10               | 10            | $10^9$   | $10^{14}$         | NUVEM INTERESTELAR |
| 2       | $3 \times 10^4$                    | 100              | 10            | $10^{12}$                                      | $10^{12}$         | FRAG. DE NUVEM     |
| 3       | $10^5$                             | 10.000           | 100           | $10^{18}$                                      | $10^{10}$         | FRAG. DE NUVEM     |
| 4       | $10^6$                             | $10^6$           | 3000          | $10^{24}$                                      | $10^8$            | PROTO-ESTRELA      |
| 5       | $10^7$                             | $5 \times 10^6$  | 4000          | $10^{28}$                                      | $10^7$            | PROTO-ESTRELA      |
| 6       | $3 \times 10^7$                    | $10 \times 10^6$ | 4500          | $10^{31}$                                      | $2 \times 10^6$   | ESTRELA            |
| 7       | $10^{10}$                          | $15 \times 10^6$ | 6000          | $10^{32}$<br>( $10^5$ kg/m <sup>3</sup> )      | $1.5 \times 10^6$ | ESTRELA DE SP      |

## ESTRELAS DE OUTRAS MASSAS

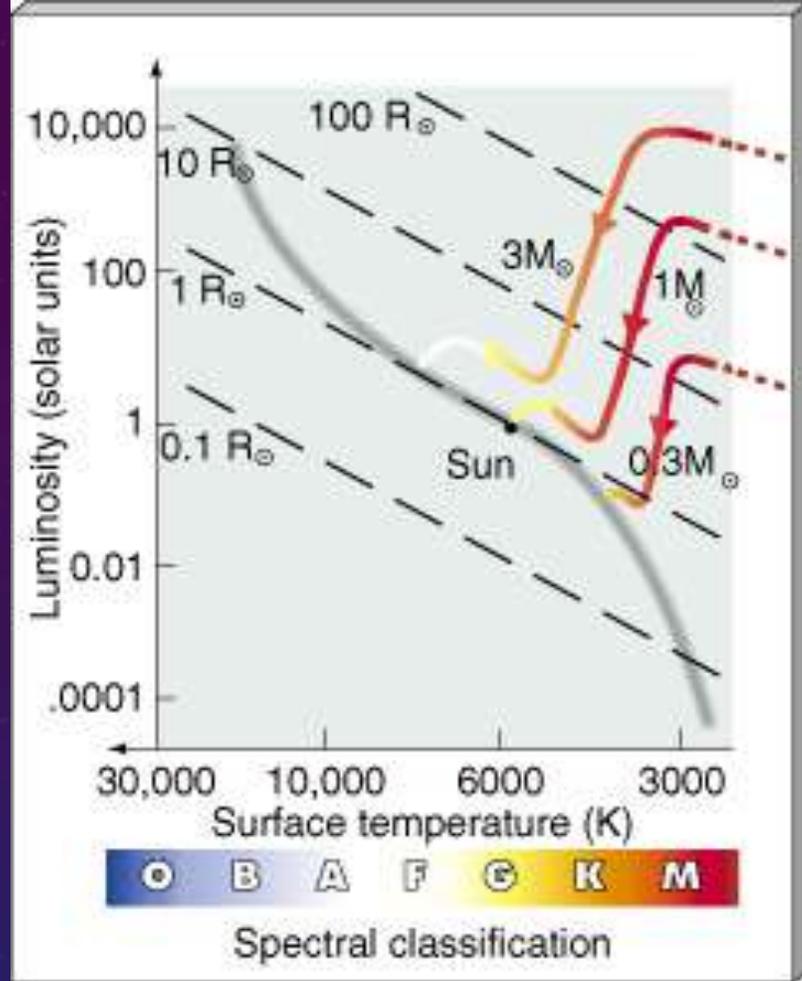


**1 milhão de anos**

**30 milhões de anos**

**1 bilhão de anos**

Quanto maior a massa da estrela a ser formada, mais rápido ela evolui da fase proto-estrela até estrela de seqüência principal



A seqüência principal NÃO é uma trajetória evolutiva na qual as estrelas evoluem.

É o ponto na qual a estrela passa a maior parte da vida dela, transformando hidrogênio em hélio no seu núcleo.

**Cada diferente ponto da seqüência principal significa uma diferente massa**

## **Estrelas “falhadas”**

QUANDO A MASSA DE UM FRAGMENTO DE NUVEM É MUITO PEQUENA, AS SUAS TEMPERATURAS INTERNAS NÃO ATINGEM O VALOR NECESSÁRIO PARA ACONTECER A FUSÃO NUCLEAR DO H.



## **ANÃS MARRONS E JÚPITERS**

EXEMPLO: O PLANETA JÚPITER

- SEU CALOR É AINDA DETECTÁVEL
- SEU EQUILÍBRIO É ALCANÇADO POR CALOR E ROTAÇÃO ANTES QUE AS TEMPERATURAS INTERNAS ATINJAM VALORES PARA A IGNIÇÃO DAS REAÇÕES DE FUSÃO.

**Anãs marrons  $12 M_{\text{júpiter}} < m < 80 M_{\text{júpiter}}$**

**Nunca atingem T suficiente para a fusão do H, mas experimentam uma fase breve de fusão de Deutério e as de mais alta massa eventualmente apresentam fusão de Lítio.**

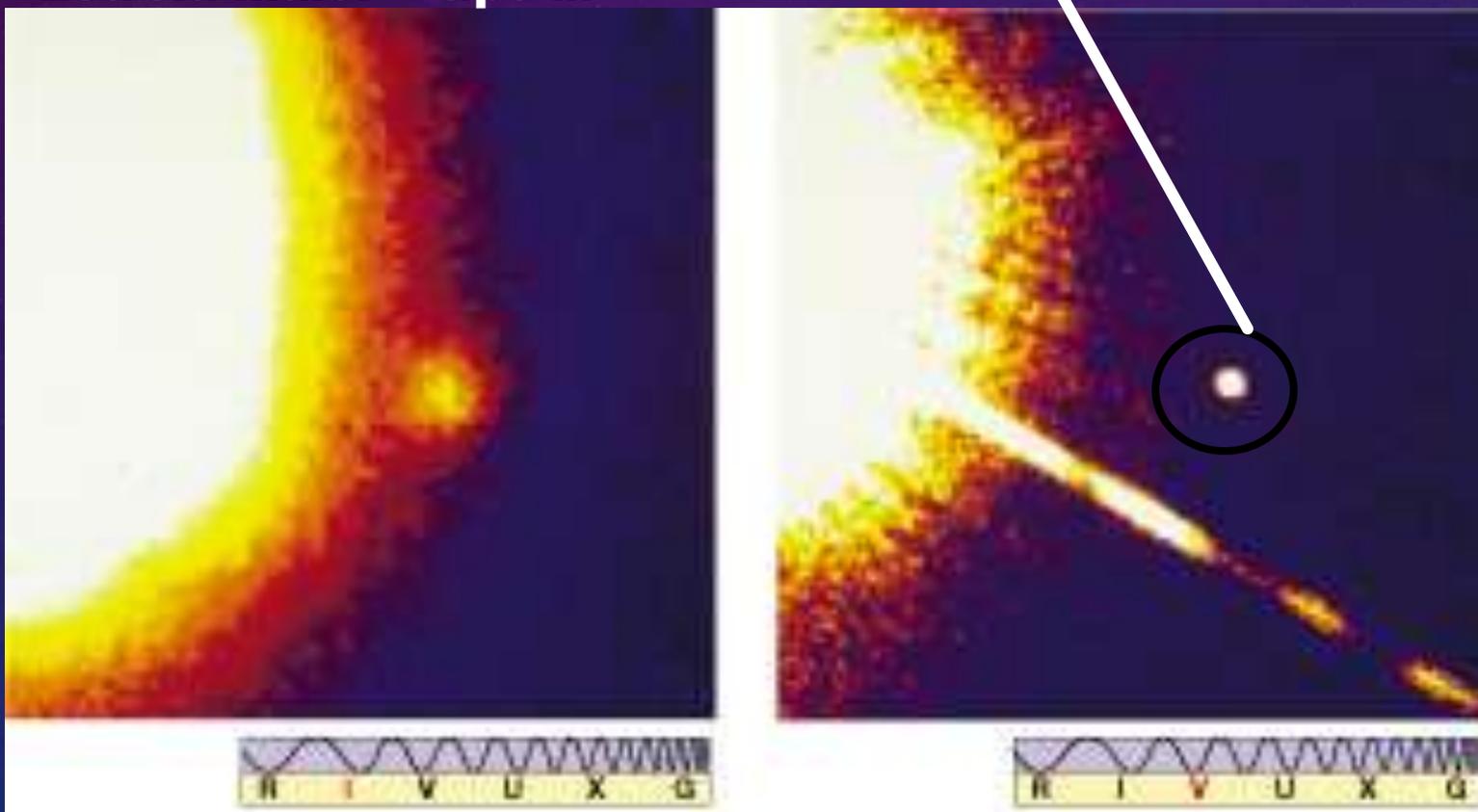
**A fusão para a contração → estrela brilha.**

**Deutério acaba → a contração continua - pressão térmica do núcleo aumenta.**

**A MASSA É A PRINCIPAL QUANTIDADE QUE DETERMINA SE ESTRELAS SERÃO FORMADAS OU NÃO, E CASO SEJAM FORMADAS, QUAL O SEU TEMPO DE EVOLUÇÃO**

**Um exemplo: Gliese 229**  
**anã marrom de cerca de  $50 \times$  massa de Júpiter**

**Estrela maior = tipo M**



# ONDAS DE CHOQUE E FORMAÇÃO ESTELAR: QUAL É O “GATILHO” QUE FAZ INICIAR A FORMAÇÃO ESTELAR NUMA NUVEM?

Ondas de choque provenientes da formação de estrelas jovens e quentes podem pressionar a matéria ao redor fazendo ficar mais densa e reiniciar um colapso.

Outros fatores que podem desencadear formação de estrelas:

- morte de uma estrela próxima ( $1-7 M_{\odot}$ )
- Supernova
- Ondas de densidade nos discos de galáxias espirais
- Colisões entre galáxias

