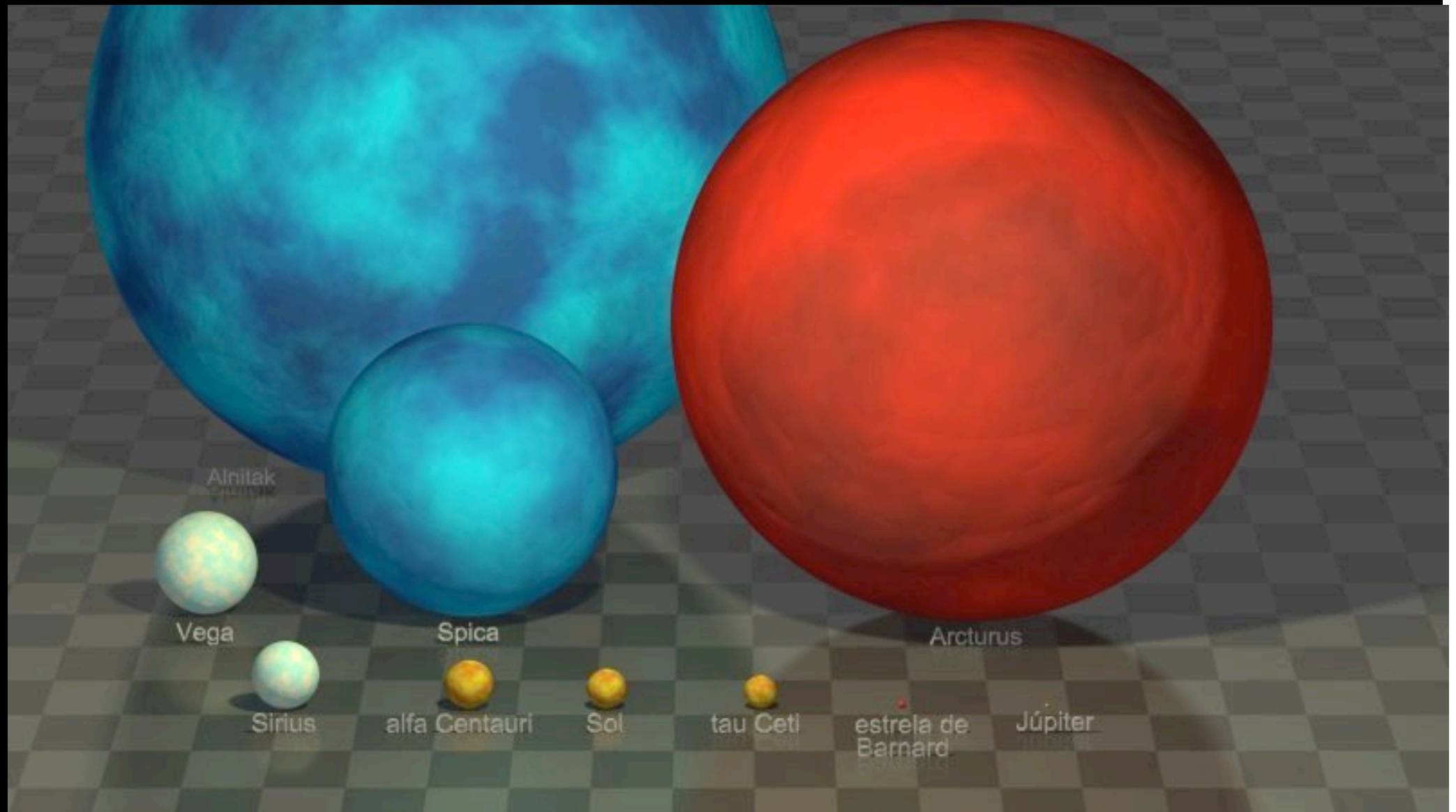


Aula 7

Estrelas:
massa, raio, temperatura
O Diagrama HR

O Sol e outras estrelas



Propriedades Fundamentais de uma Estrela

- *Luminosidade*
- *Massa*
- *Raio*
- *Temperatura*
- *Composição química*
- *Idade*

Como são determinadas?

Como estão relacionadas entre si?

Quais as propriedades típicas das estrelas mais comuns?

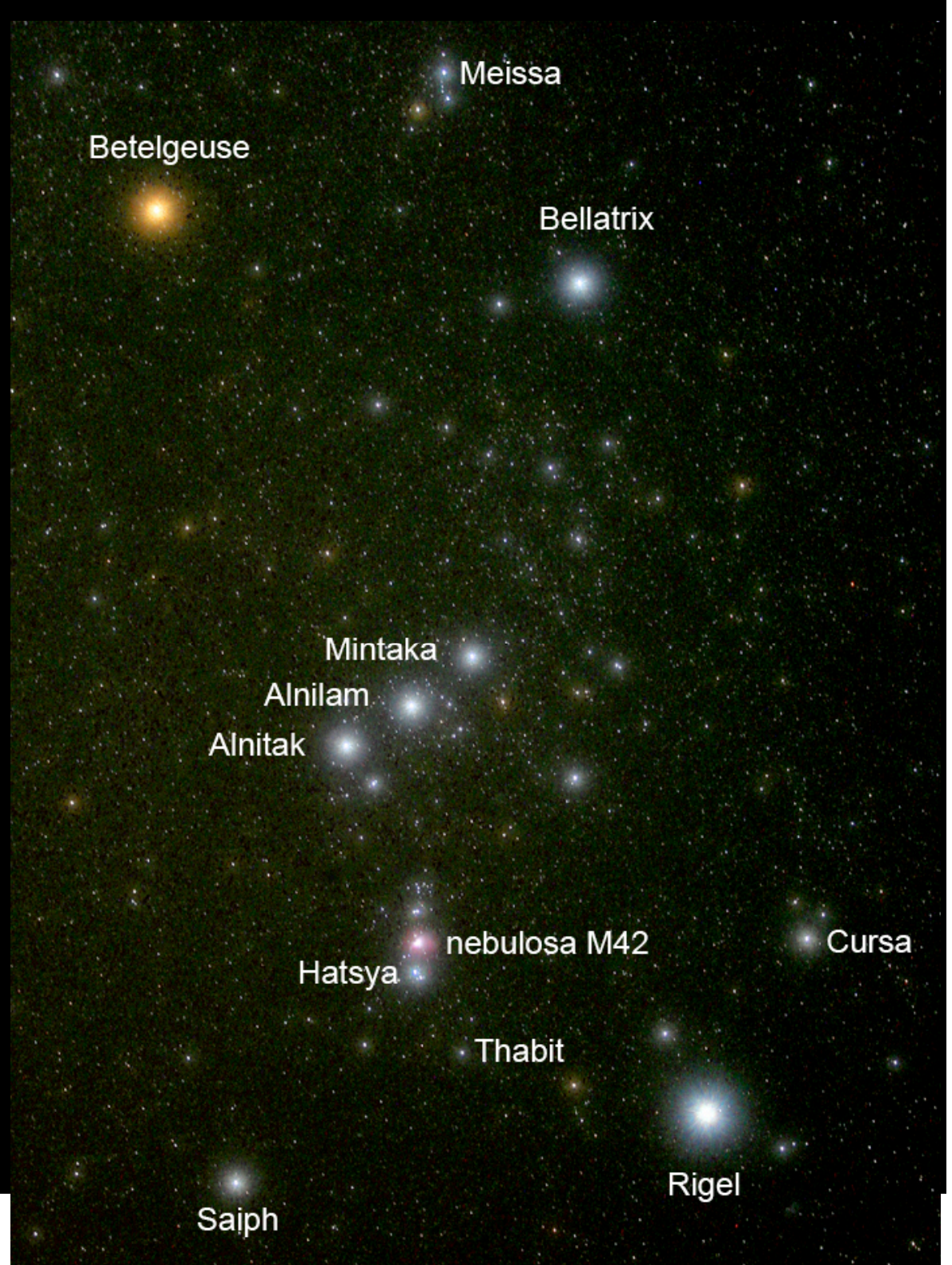
Hoje: um censo estelar

Estrelas de Diferentes Cores e Brilhos



Aglomerado aberto "Caixa de Lóias"

Estrelas de Diferentes Cores e Brilhos



Constelação de Orion

Estrelas de Diferentes Cores e Brilhos



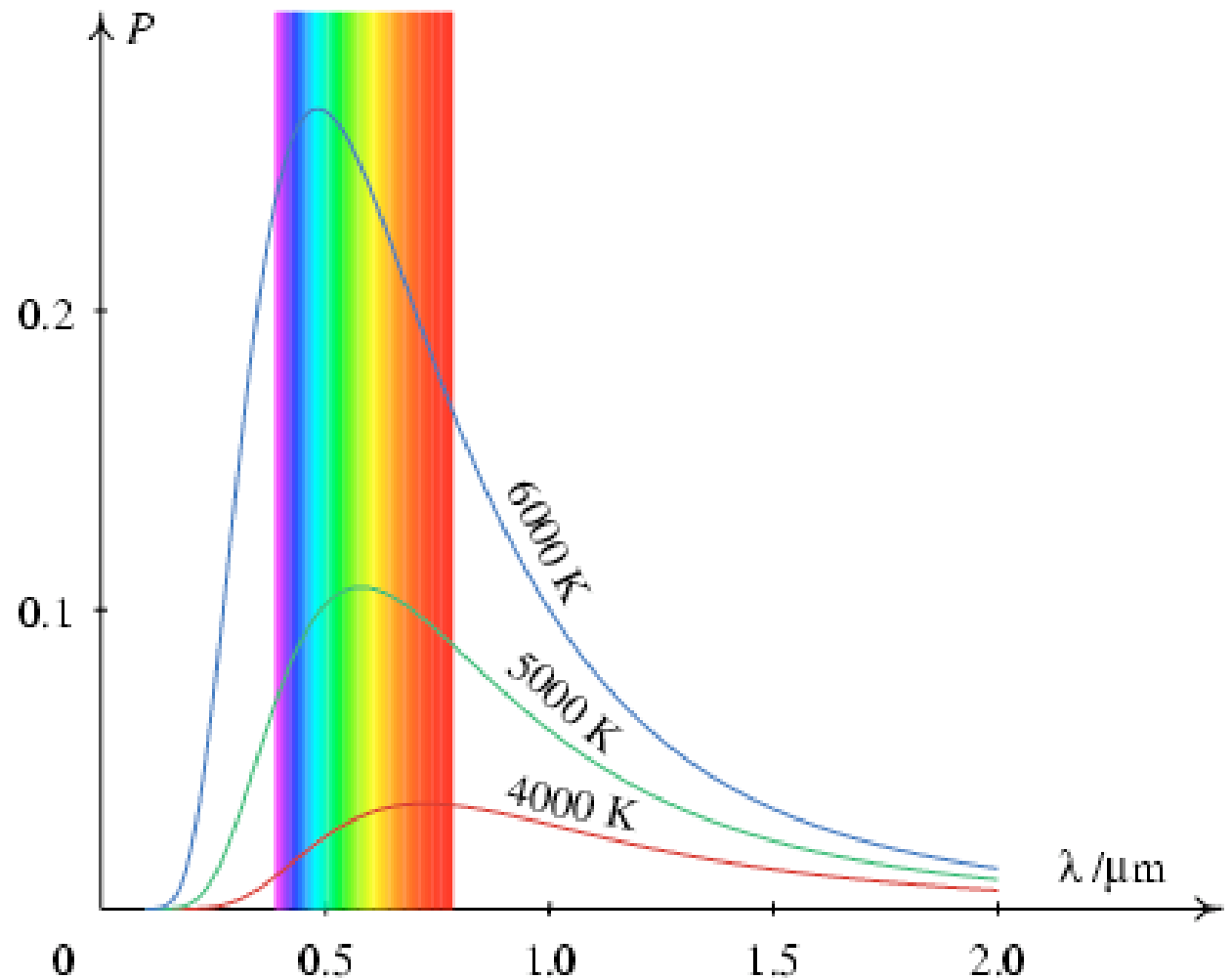
Cor e Temperatura

Vimos que a cor de um corpo negro está relacionada com sua temperatura.

a fotosfera das estrelas avermelhadas é fria (~ 3000 - 4000 K)

a fotosfera das estrelas azuladas é quente (> 10000 K)

Fluxo luminoso emitido por corpos negros a diferentes temperaturas:

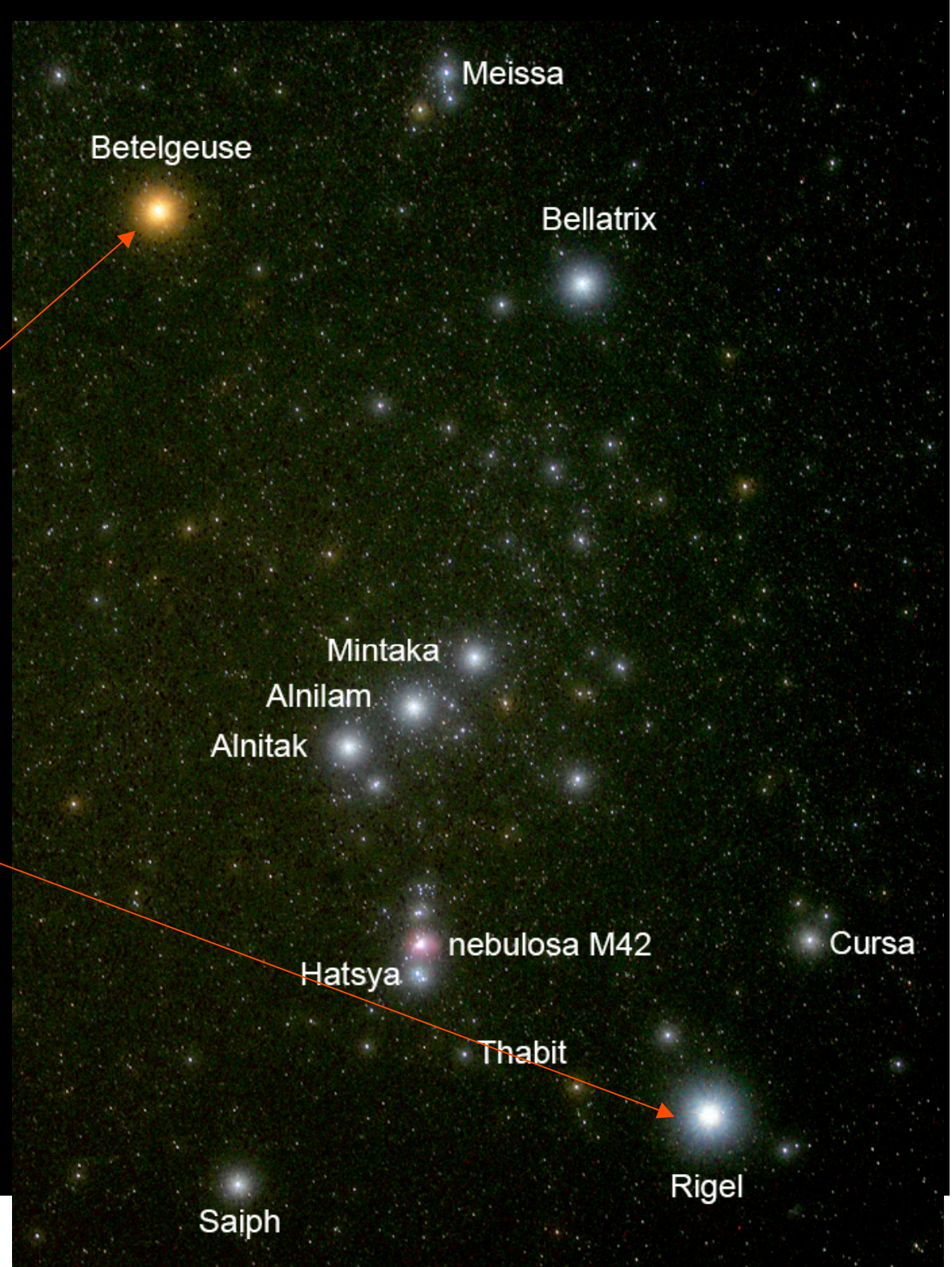


Estrelas de Diferentes Cores e Brilhos

**Betelgeuse (α) é
vermelha ($T=3000K$)**

**Orion: Rigel (β)
é azul ($T=15000K$)**

Constelação de Orion



Magnitudes

Hiparcos fez a um catálogo de aproximadamente 1000 estrelas, em que listou suas coordenadas e brilho aparente.

A escala de magnitude de Hiparco é invertida, as menores magnitudes correspondem aos maiores brilhos.

Magnitude
das estrelas
(Hiparcos, séc. II a.C.)

1
2
3
4
5
6



Brilho Aparente

Luminosidade (L): potência luminosa emitida pela estrela em todas as direções. Ex: $L_{\text{Sol}} = 3,8 \times 10^{26} \text{ W}$

Estrelas em geral são aproximadamente isotrópicas, i. e., emitem igualmente para todas as direções. A luminosidade é uma grandeza intrínseca das estrelas.

Fluxo (F): potência por unidade de área que atinge uma superfície.

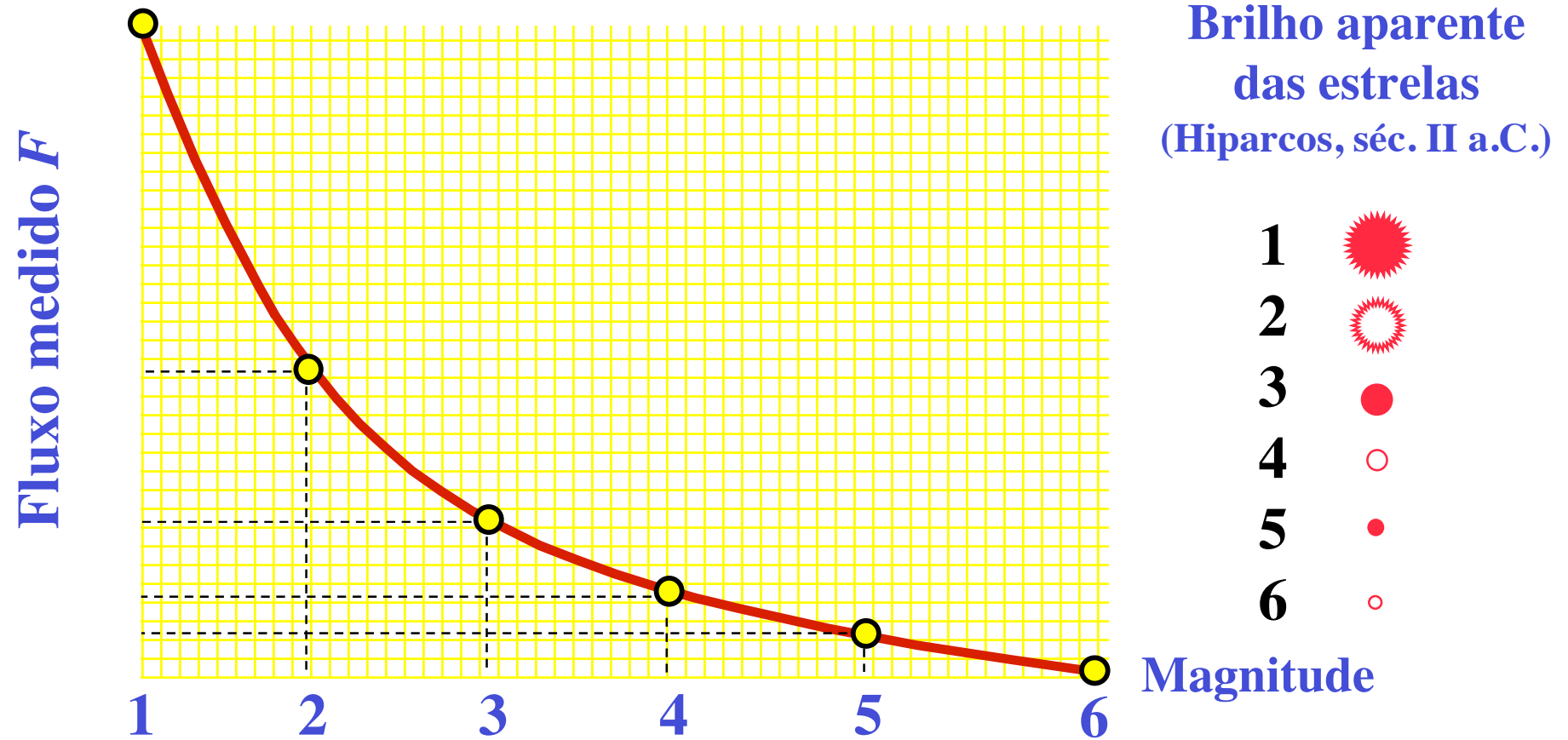
Relação entre luminosidade e fluxo de uma estrela à distância d :

$$F = L / \text{Área} = L / (4\pi d^2)$$

Portanto, o *brilho aparente* de uma estrela (ou seja, o fluxo que atinge a Terra) depende de quão brilhante é uma estrela, e da sua distância.

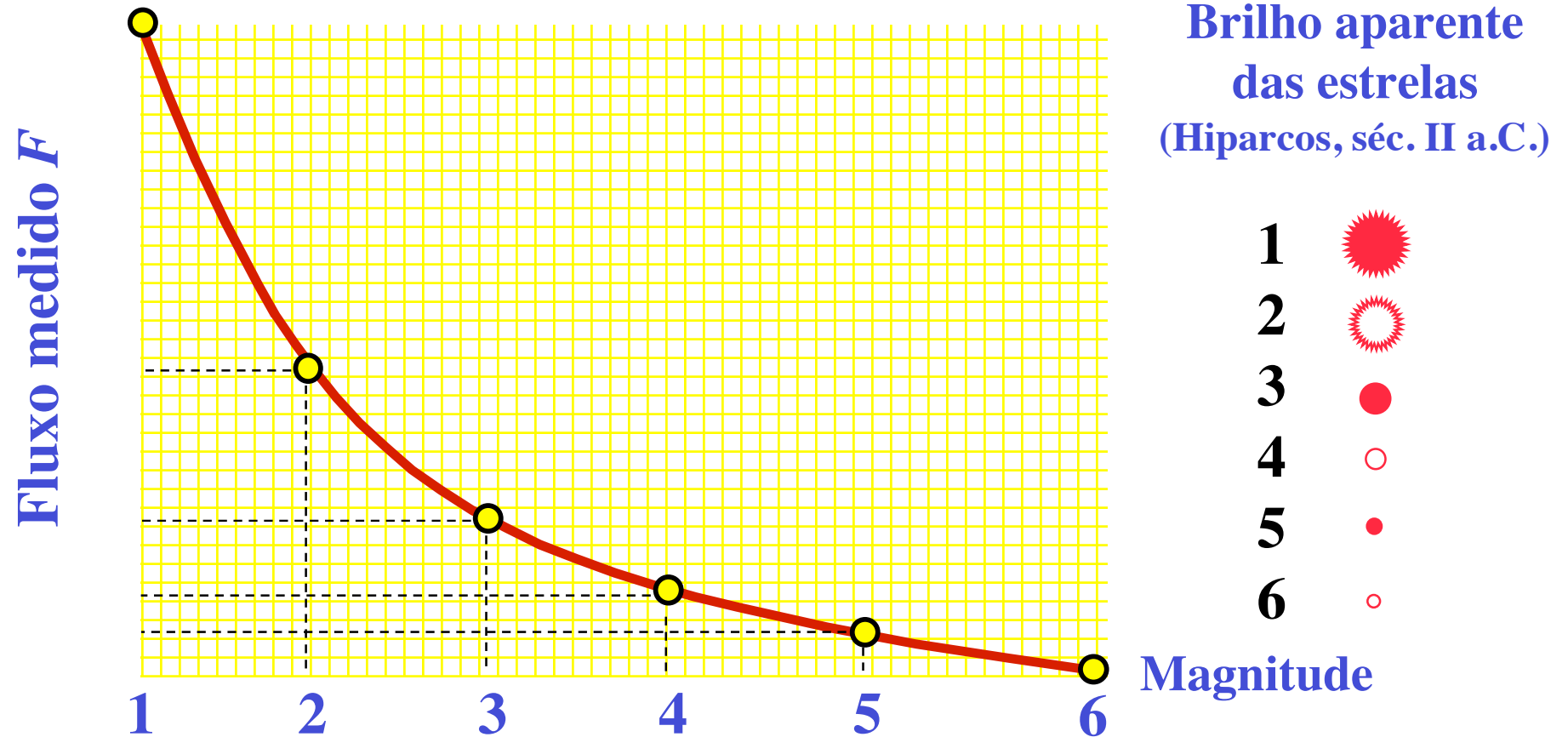
O olho humano é um detetor logarítimo!

Relação entre magnitude e brilho aparente



Experimentos mostraram que o fluxo de uma estrela de magnitude 1 era **aprox. 100 vezes maior** que o fluxo de uma estrela de magnitude 5.

Relação entre magnitude e brilho aparente



$$m = C - 2,5 \log F$$

c : constante

Relação entre magnitude e brilho aparente

Qual a relação entre o fluxo de duas estrelas com magnitudes m_1 e m_2 ?

$$m_1 = c - 2,5 \log F_1$$

$$m_2 = c - 2,5 \log F_2$$

$$m_2 - m_1 = 2,5 (\log F_1 - \log F_2)$$

$$m_2 - m_1 = 2,5 \log \frac{F_1}{F_2}$$

Portanto, uma *diferença* entre magnitudes corresponde a uma *razão entre fluxos*.

Relação entre magnitude e brilho aparente

Alguns exemplos:

★ $m_1 = 1$ e $m_2 = 6$:

$$\begin{aligned}6 - 1 &= 2,5 \log (F_1/F_2) \\ \log (F_1/F_2) &= 2 \\ \mathbf{F_1/F_2} &= \mathbf{100}\end{aligned}$$

★ $m_1 = 1$ e $m_2 = 5$: $F_1/F_2 = 39,8$

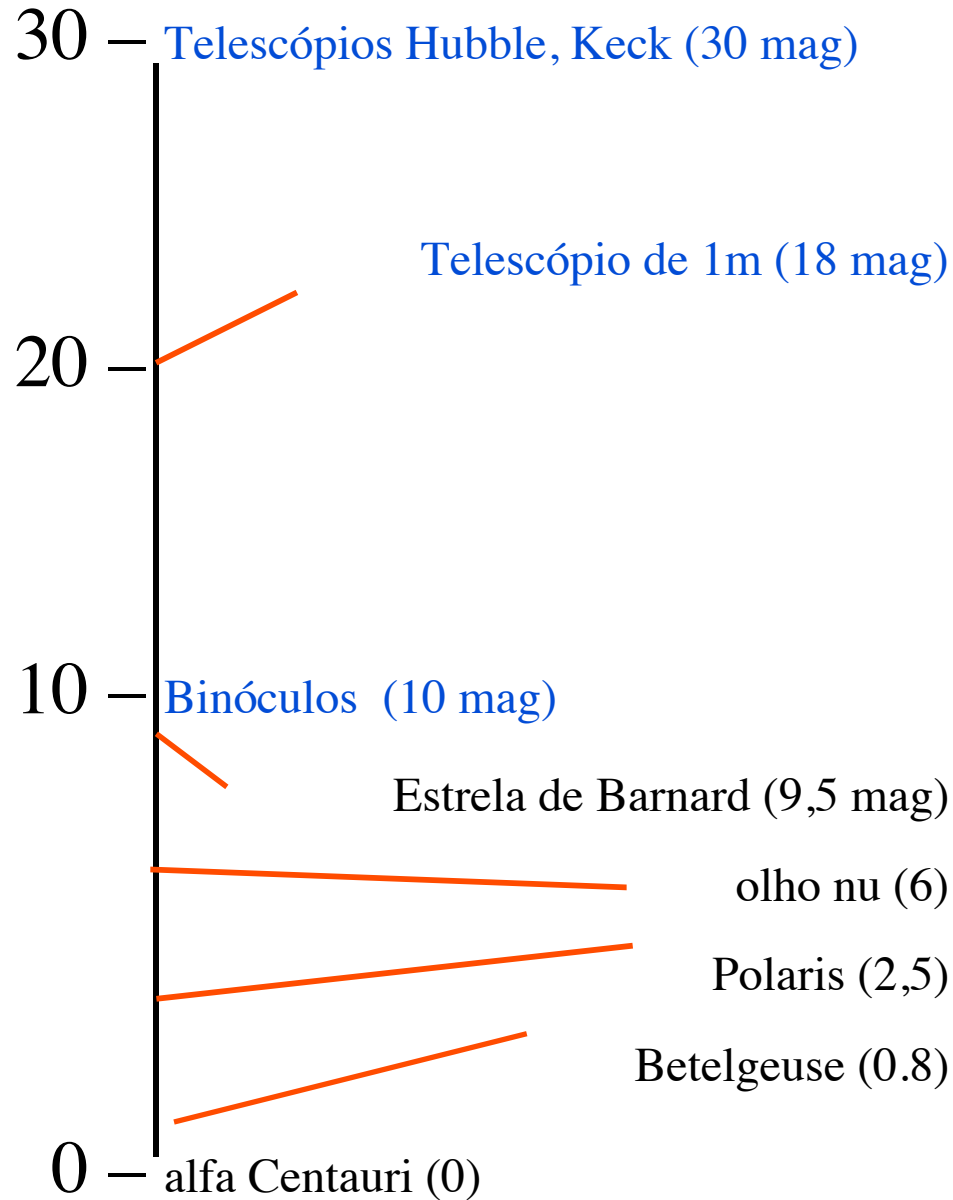
★ $m_1 = 1$ e $m_2 = 4$: $F_1/F_2 = 15,8$

★ $m_1 = 1$ e $m_2 = 3$: $F_1/F_2 = 6,31$

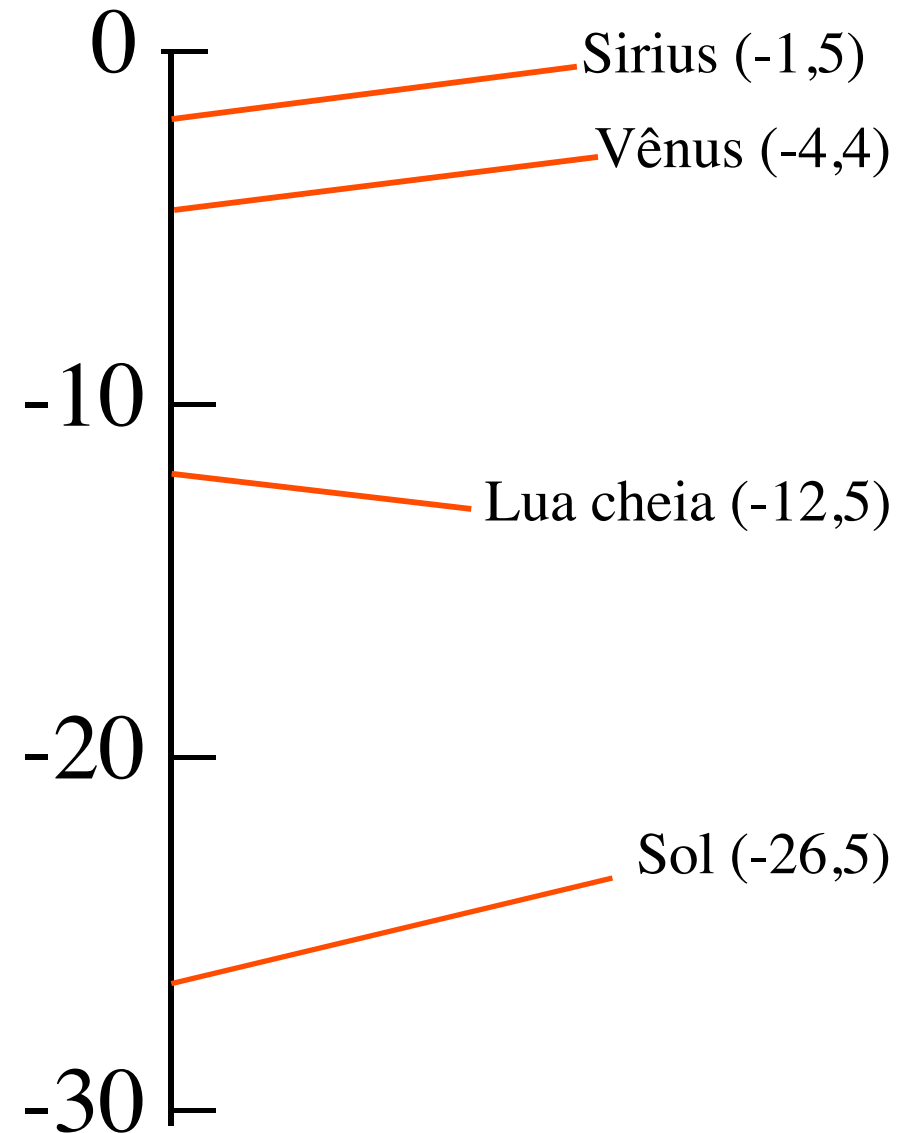
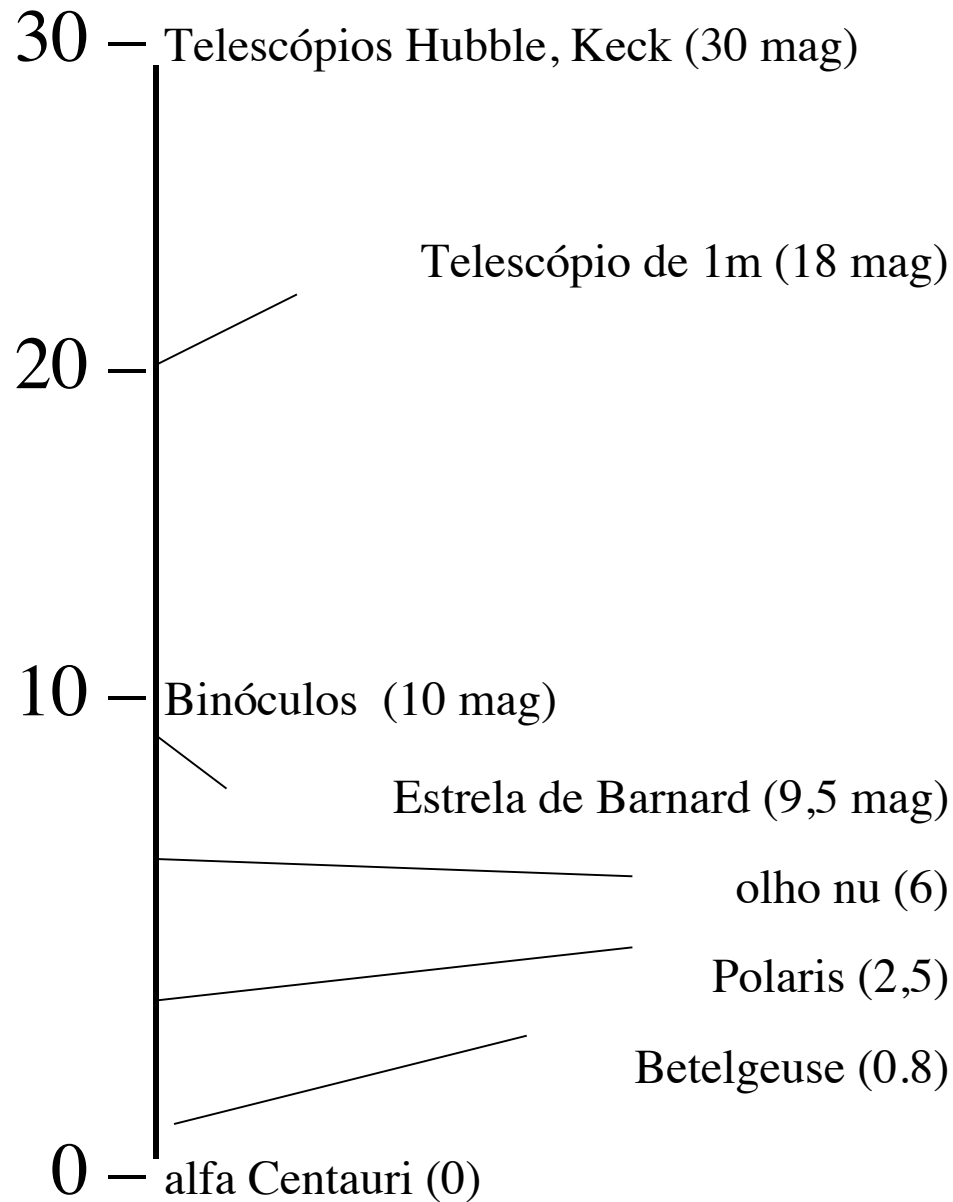
★ $m_1 = 1$ e $m_2 = 2$: $F_1/F_2 = 2,51$

$$m_2 - m_1 = 2,5 \log \frac{F_1}{F_2}$$

Escala de magnitude aparente estendida para incluir objetos mais fracos



Escala de magnitude aparente estendida para incluir objetos mais brilhantes



magnitude vs. luminosidade e distância

Vimos que:

$$m = C - 2,5 \log F$$

Lembrando que o fluxo depende da luminosidade e da distância:

$$F(d) = \frac{L}{4\pi d^2}$$

Obtemos:

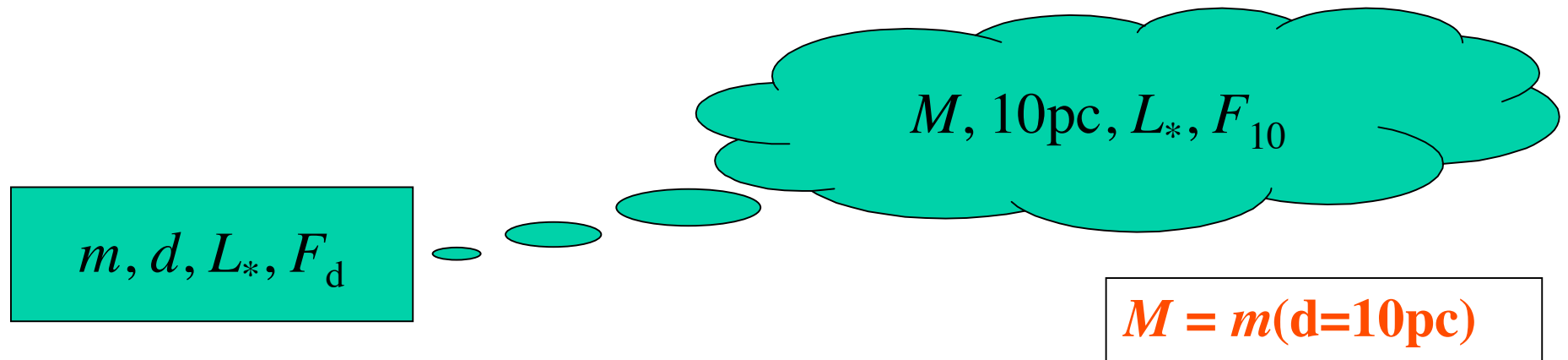
$$m = C' - 2,5 \log L + 5 \log d$$

Essa fórmula relaciona as **observações** (m) com as **propriedades da estrela** (L e d).

$$C' = C + (2,5 \log 4\pi)$$

Magnitude Absoluta (M)

Para comparação entre diversas estrelas supõe-se uma mesma distância para todas:



$$m = C' - 2,5 \log L + 5 \log d$$

$$M = C' - 2,5 \log L + 5$$

Exercício

Duas estrelas A e B têm luminosidades $6,4$ e $0,4 L_{\odot}$, respectivamente.

Se ambas têm a mesma magnitude aparente, qual é relação entre suas distâncias?

$$m = C - 2,5 \log F$$

$$F = \frac{L}{4\pi d^2}$$

$$L_A = 6,4 L_{\odot} \text{ e } L_B = 0,4 L_{\odot} ; m_A = m_B$$

$$m_A = C - 2,5 \log \frac{L_A}{4\pi d_A^2}$$

$$m_B = C - 2,5 \log \frac{L_B}{4\pi d_B^2}$$

$$\frac{L_A}{4\pi d_A^2} = \frac{L_B}{4\pi d_B^2}$$

$$\frac{6,4}{0,4} = \left(\frac{d_A}{d_B} \right)^2 \Rightarrow \frac{d_A}{d_B} = \sqrt{16}$$

$$d_A = 4 d_B$$

Conclusão até aqui:

A fotometria é a técnica da astrofísica que mede o brilho (fluxo) das estrelas.

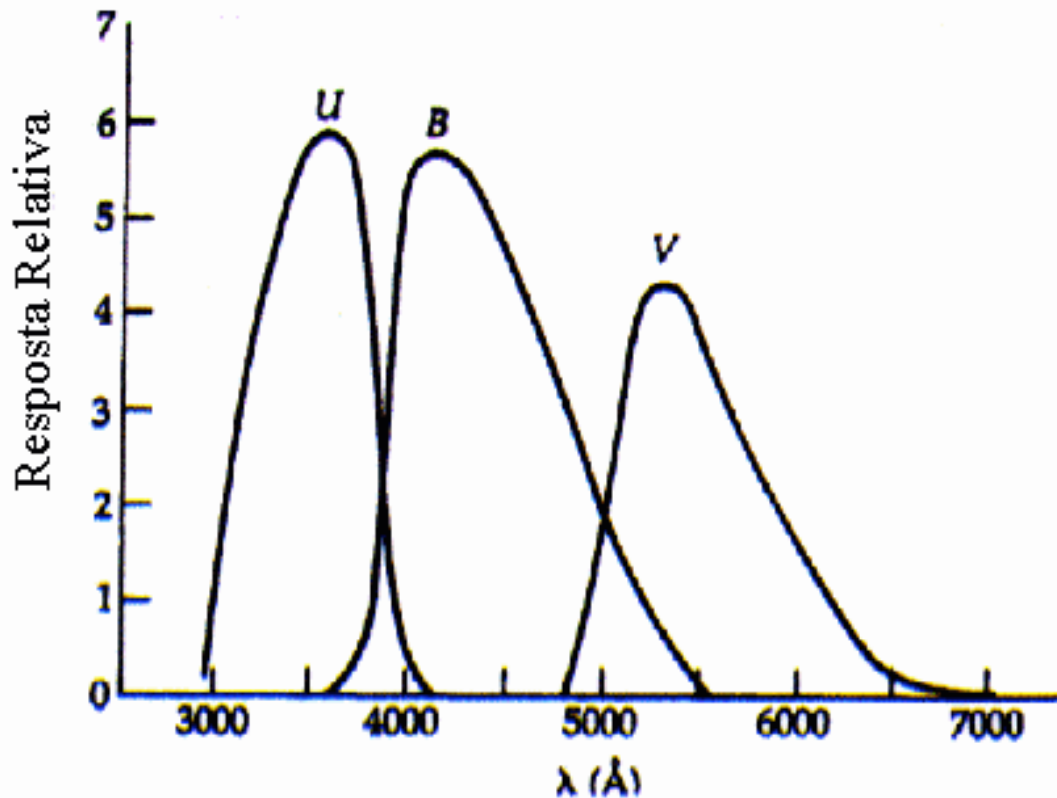
A magnitude aparente (ou o fluxo) é uma quantidade que depende da **luminosidade**, uma grandeza intrínseca da estrela, e da **distância**.

Em resumo: Se conhecemos a distância, podemos determinar L a partir de m ou F .

Índices de Cor

Para se estudar a cor de uma estrela, mede-se sua magnitude através de diferentes filtros (bandas)

Ex: Sistema fotométrico de Johnson: bandas **U** ($\lambda=350\text{nm}$), **B** ($\lambda=450\text{nm}$) e **V** ($\lambda=550\text{nm}$)



Um telescópio equipado com esses filtros pode medir as magnitudes aparentes (m_U, m_B, m_V) nas bandas do ultravioleta, azul e visível.

Para simplificar, denota-se m_U como U , simplesmente.

Os sistemas fotométricos também se estendem para outras faixas espectrais como o vermelho (ex: R, I)

Índices de Cor

O índice de cor é a **diferença entre magnitudes aparentes (brilhos) de duas bandas.**

Por exemplo:

$$U - B, B - V, V - R, \text{ etc...}$$

Por convenção, fazemos:

(banda mais azul – banda mais vermelho)

Pela definição de magnitude:

$$B - V = m_B - m_V = -2,5 \log (F_B / F_V)$$

Índices de Cor e Temperatura

O índice de cor: depende da **temperatura da estrela.**

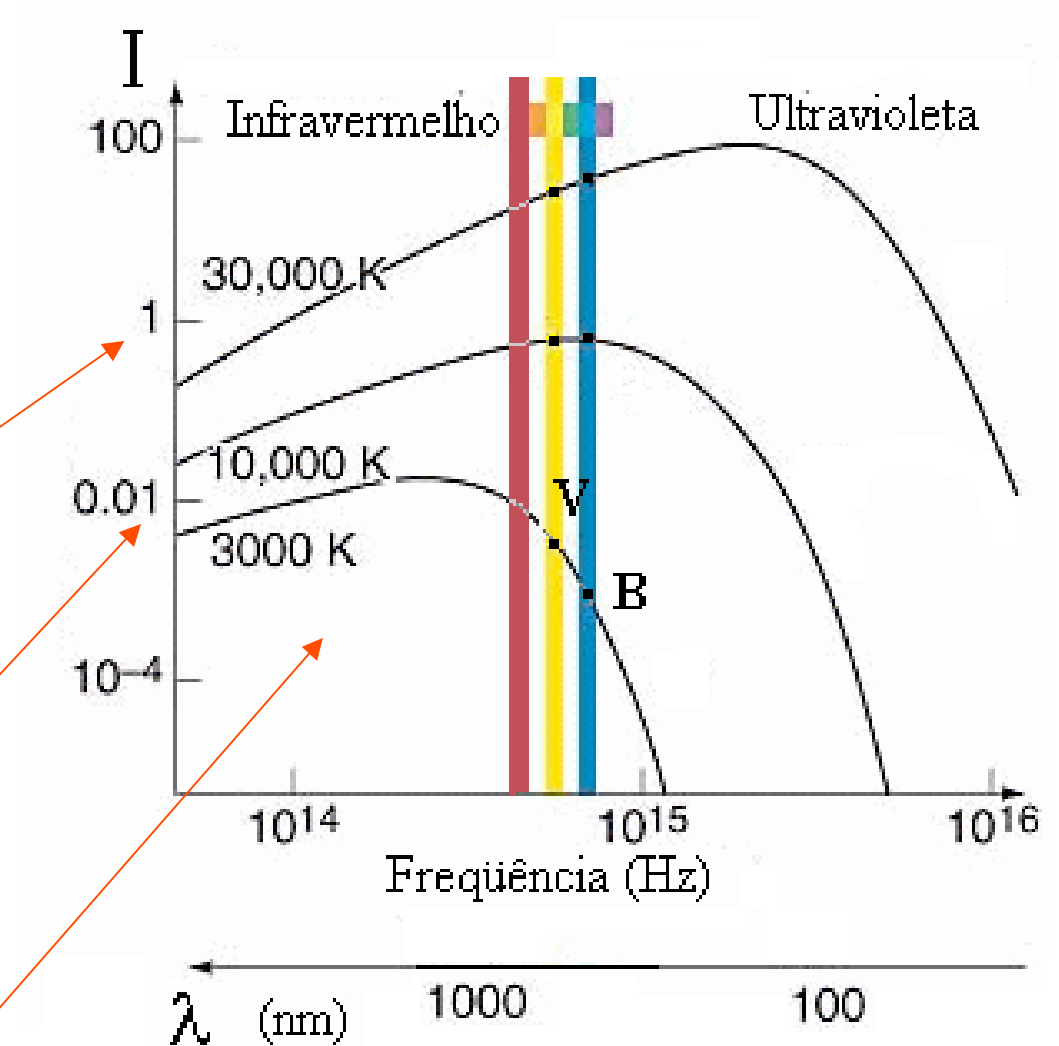
Considere três estrelas a, b, c :

$$T_a > T_b > T_c$$

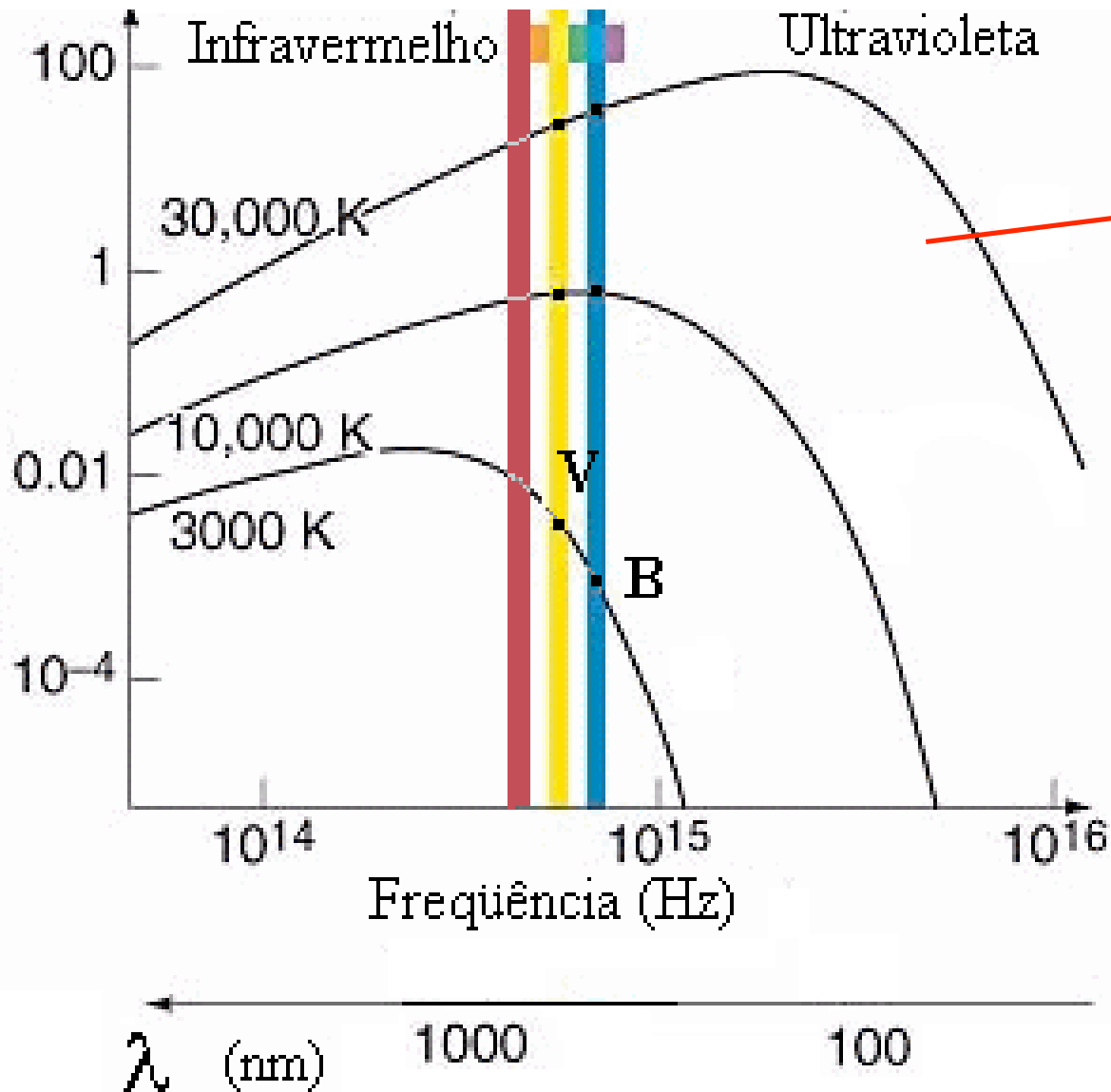
(a) $T=30.000\text{ K}$: fluxo na banda azul (B) maior que fluxo no visível (V)

(b) $T=10.000\text{ K}$: fluxos em B e V são semelhantes

(c) $T=3.000\text{ K}$: fluxo em B menor que fluxo em V



$$B - V = m_B - m_V = -2,5 \log (F_B / F_V)$$

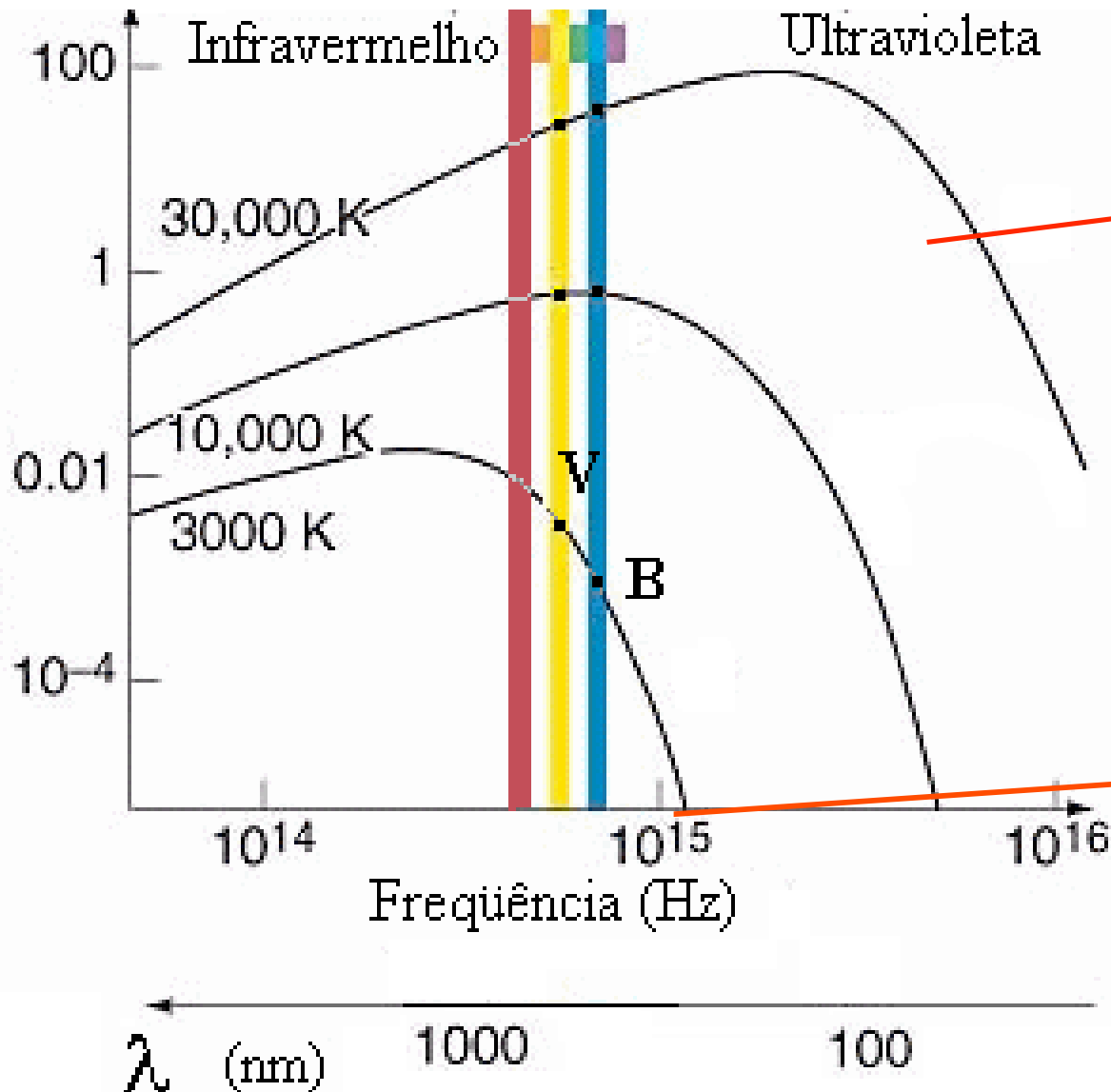


$$F_B > F_V \Rightarrow B < V$$

$$(B-V) < 0$$

Estrela quente, azulada,
tem índice de cor
negativo

$$B - V = m_B - m_V = -2,5 \log (F_B / F_V)$$



$$F_B > F_V \Rightarrow B < V$$

$$(B-V) < 0$$

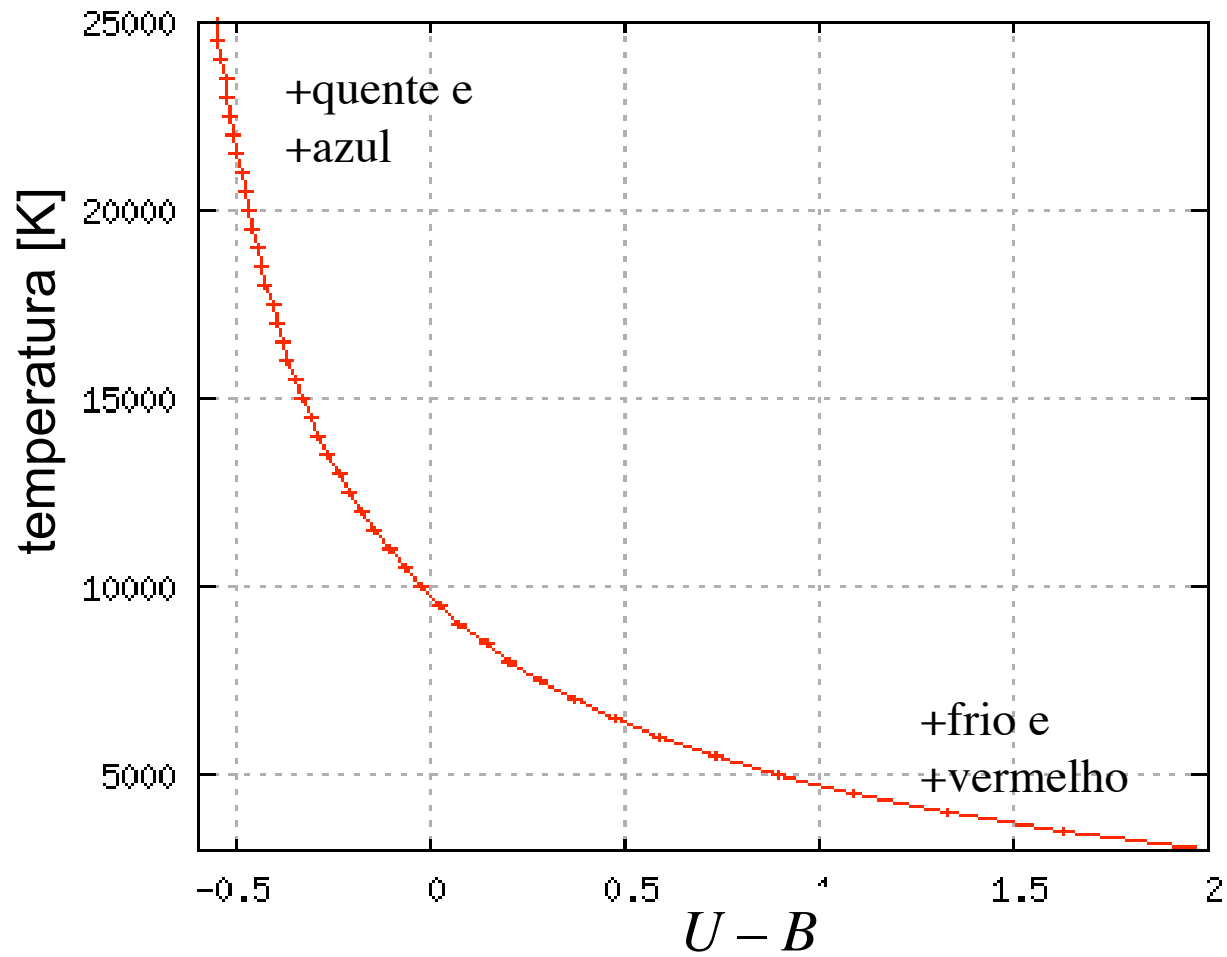
Estrela quente, azulada,
tem índice de cor
negativo

$$F_B < F_V \Rightarrow B > V$$

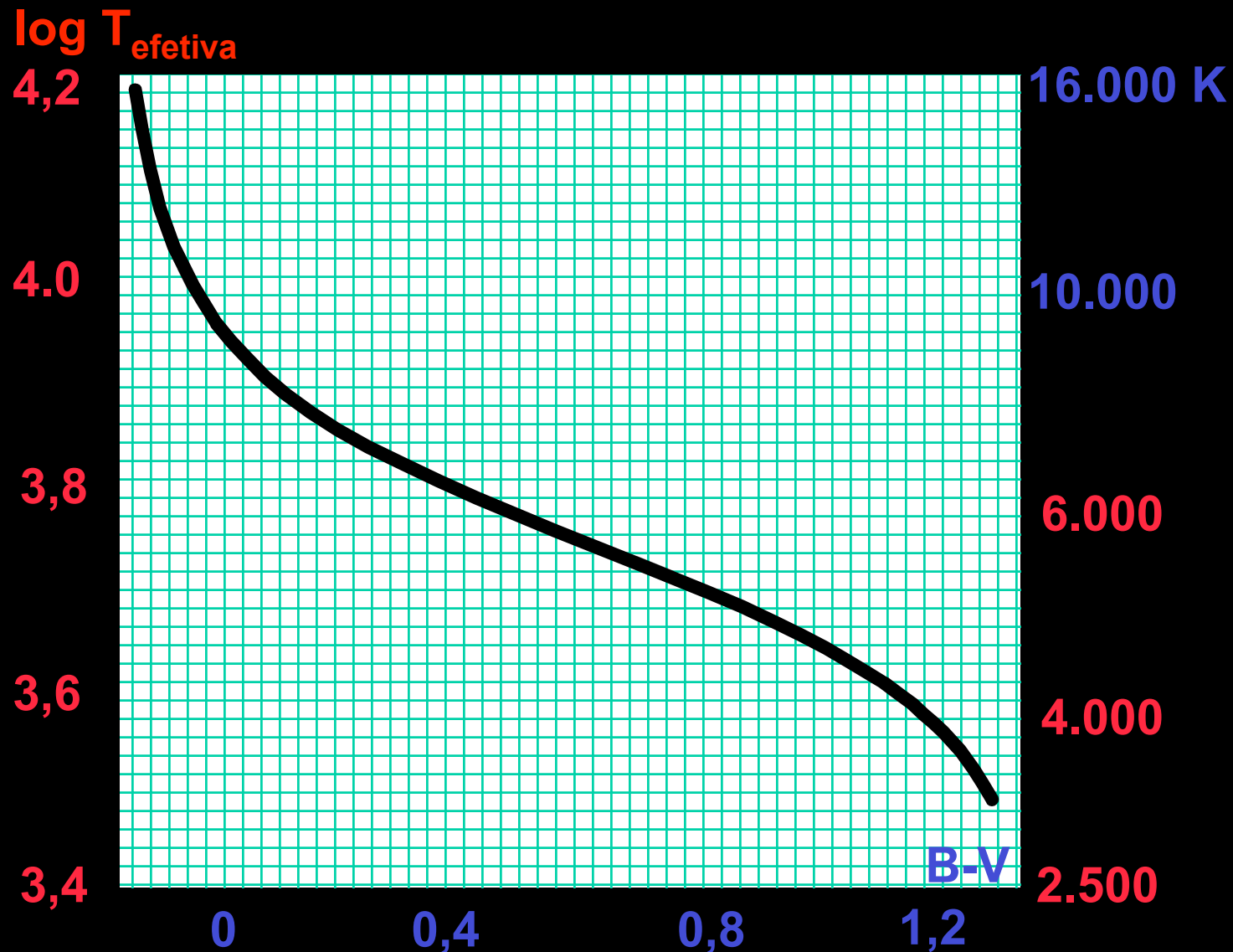
$$(B-V) > 0$$

Estrela fria, avermelhada,
tem índice de cor positivo

Relação Cor-Temperatura



Relação Cor-Temperatura



Estrelas de Diferentes Cores e Brilhos



Os índices de cor têm grande importância em astrofísica, pois são uma forma de se medir a temperatura da fotosfera com relativa facilidade

Recordando: como se mede a temperatura de uma estrela

Lei de Wien: $\lambda_{\max} = 2,9 \times 10^6 / T$ [nm]

mede-se o comprimento de onda que corresponde à emissão do contínuo máxima e obtemos a temperatura (mais difícil...)

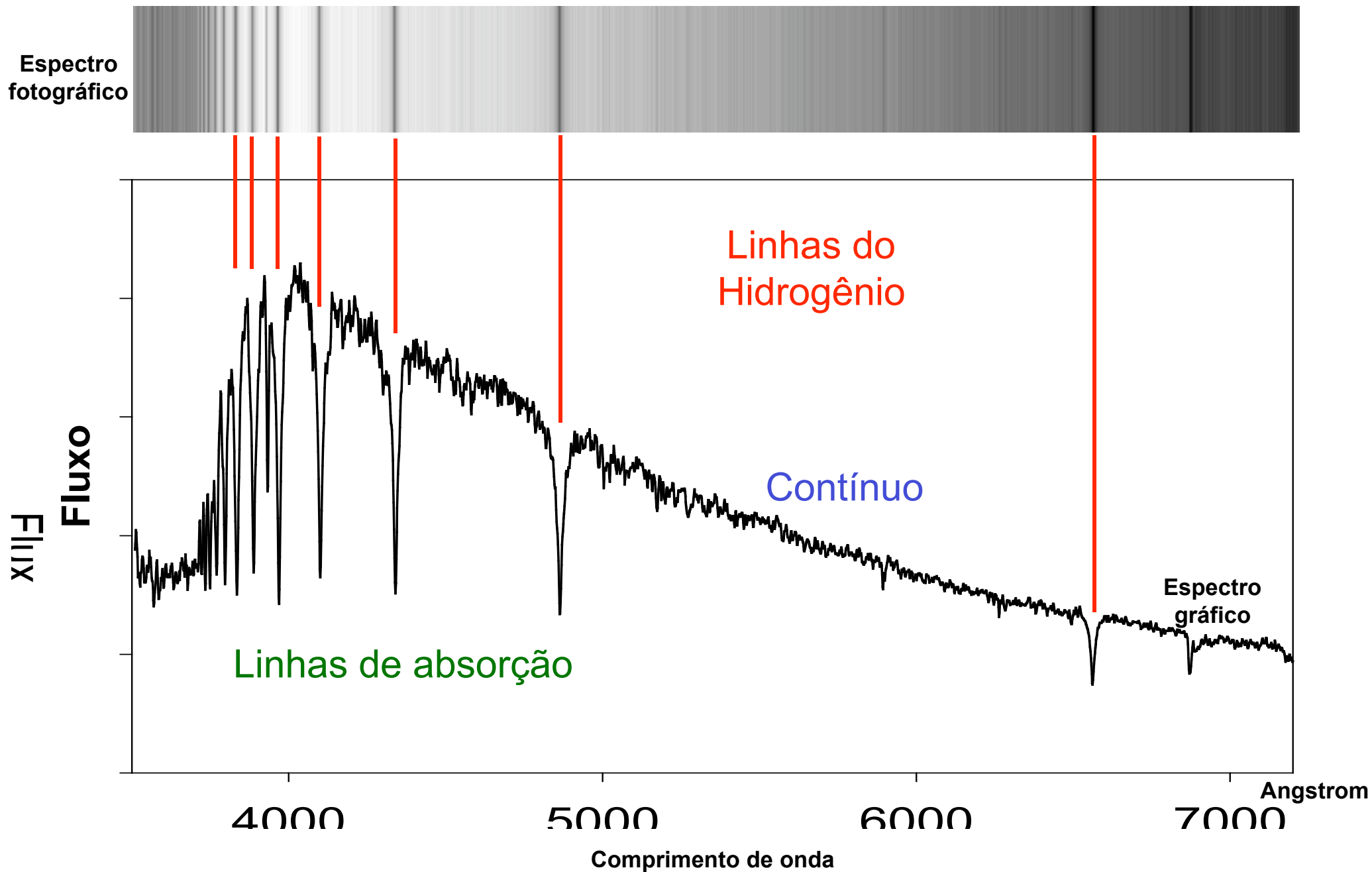
Índice de cor: $B - V = m_B - m_V = -2,5 \log (F_B / F_V)$

mede-se o índice de cor e obtemos a temperatura (mais fácil)

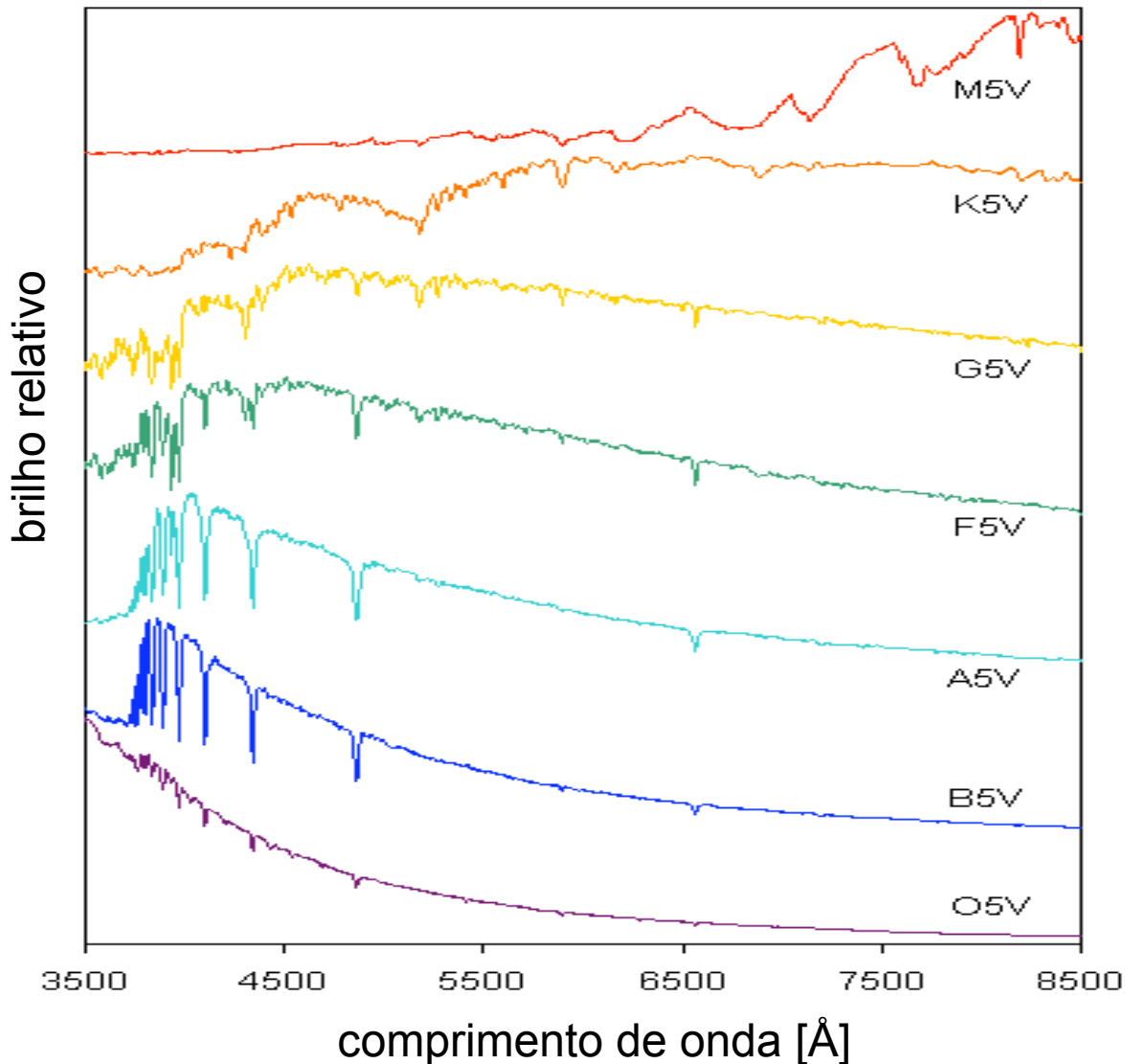
Lembrando: esta é a temperatura na fotosfera da estrela.

Classificação Espectral das Estrelas

Espectro de Uma Estrela



Espectros muito diferentes!



Em algumas estrelas as linhas do H são muito fortes (A0V, ao lado)

Em outras, são quase inexistentes (M5V)

A intensidade da linha de um dado elemento depende da **composição química** e **temperatura** da fotosfera

Classificação espectral

Primeira classificação:

no Século XIX

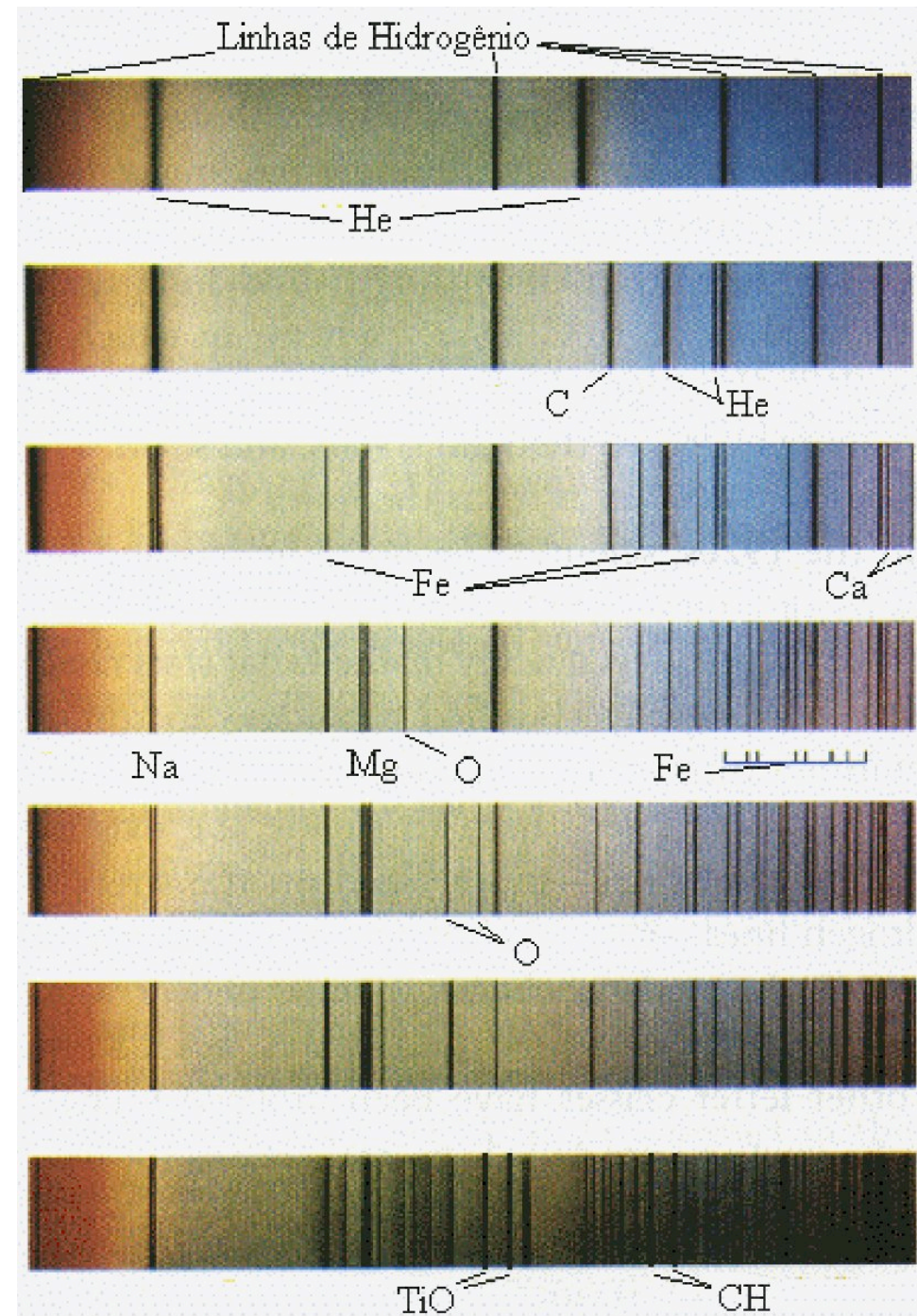
baseada na intensidade das linhas do hidrogênio

Nomenclatura adotada:

A, B, C, D, ..., P.

Estrelas “A” teriam as linhas mais fortes.

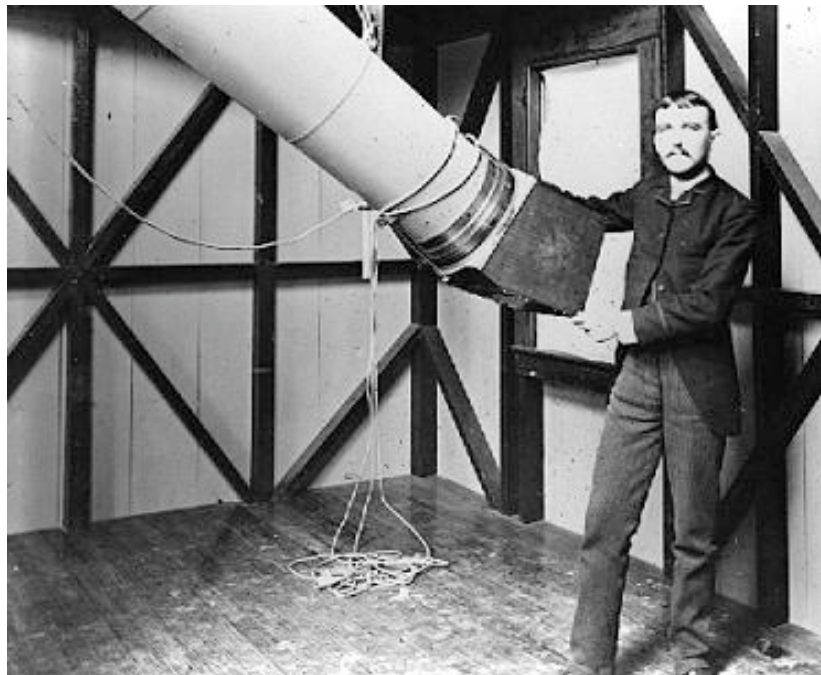
Estrelas “P”: as mais fracas.



Classificação espectral

Novo esquema: desenvolvido no Observatorio de Harvard no início do Séc. XX.

O trabalho começou por Henry Draper que fotografou o primeiro espectro de Vega em 1872.



Henry Draper (1837-1882) SI neg. 48,235



"Henry Draper observing at Hastings-on-Hudson"
SI neg.# 48,235-A

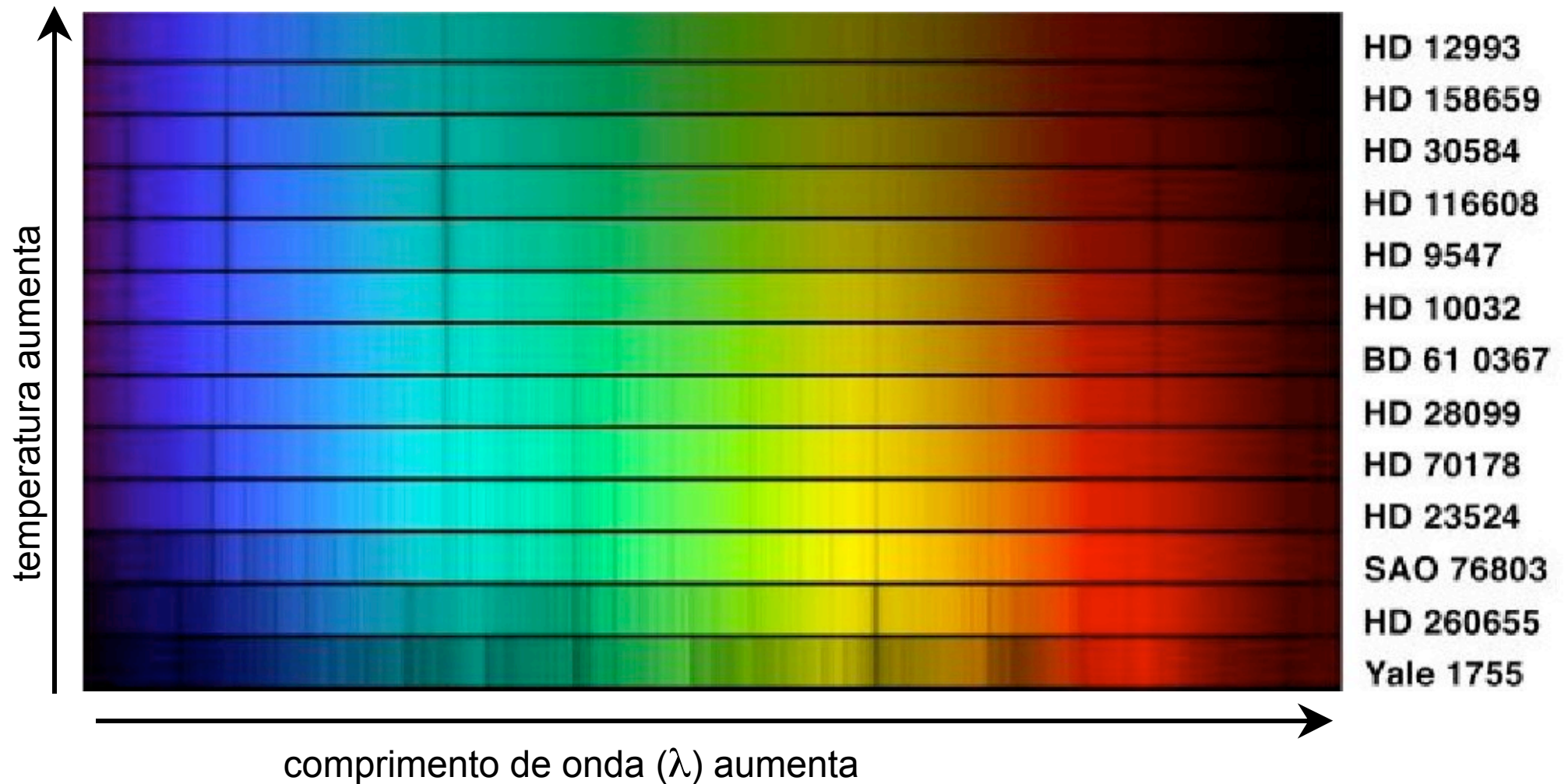
Classificação espectral



Annie J. Cannon estudou o espectro de mais de 400,000 estrelas e percebeu uma correlação entre o tipo espectral (A, B, C, etc.) e a cor da estrela (ou seja, sua temperatura)

Ela propôs uma nova classificação, que ficou conhecida como **classificação de Harvard**

Classificação espectral

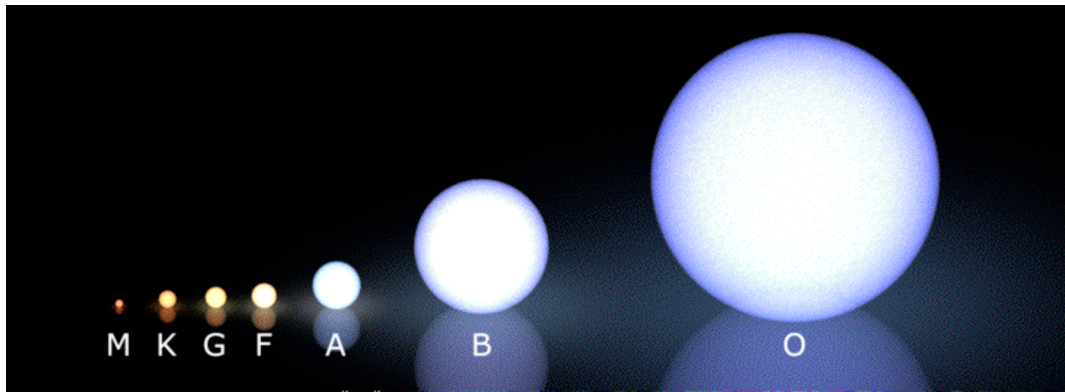


A intensidade das linhas depende da temperatura!

Classes Espectrais

A nova a classificação, feita nos anos 1920, foi feita em termos da **temperatura superficial da estrela**.

A ordem passa a ser:



O B A F G K M

←→
estrelas quentes
tipos recentes
(early types)

←→
estrelas frias
tipos tardios
(late types)

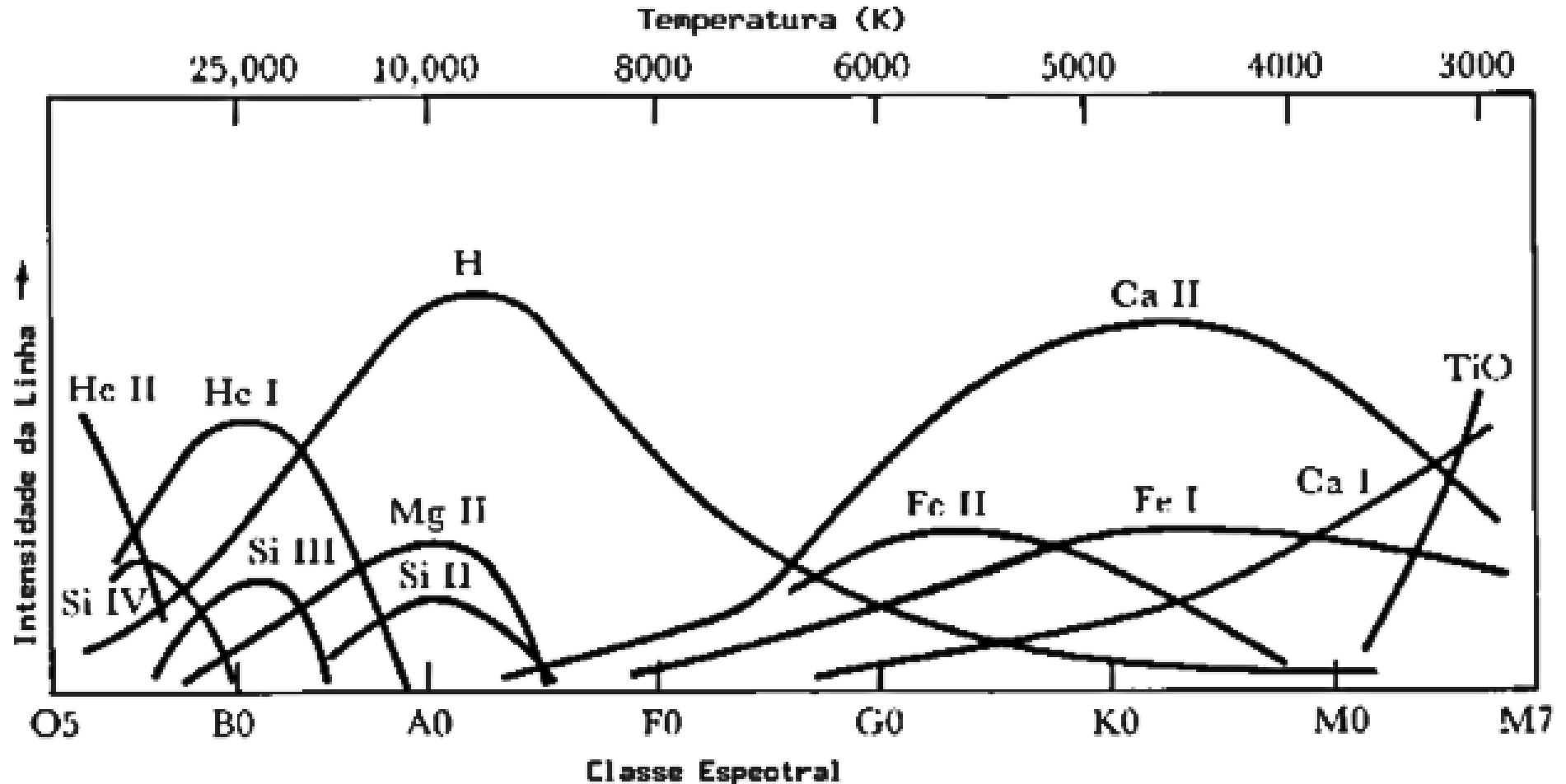
Cada classe é subdividida em **10 sub-classes de 0 até 9**

por exemplo: **G0, G1, G2, ..., G9**

Para lembrar: “Oh, Be A Fine Girl, Kiss Me”

Classificação espectral

Intensidade das linhas em função da temperatura (ou tipo espectral)



Nomenclatura: H I, He I, Ca I, etc. → átomo com todos os elétrons.

H II, He II, O II, Ca II, etc. → átomo que perdeu 1 elétron.

He III, O III, Ca III, etc. → átomo que perdeu 2 elétrons.

Classificação espectral de Harvard

Tipo	Cor	T(K)	Linhas proeminentes de absorção	Exemplos
O	Azul	30000	He ionizado (fortes), elementos pesados ionizados (OIII, NIII, SiIV), fracas linhas de H	Alnitak (O9) Mintaka (O9)
B	Azulada	20000	He neutro (moderadas), elementos pesados 1 vez ionizados	Rigel (B8)
A	Branca	10000	He neutro (muito fracas), ionizados, H (fortes)	Vega (A0) Sirius (A1)
F	Amarelada	7000	elementos pesados 1 vez ionizados, metais neutros (FeI, CaI), H (moderadas)	Canopus (F0)
G	Amarela	6000	elementos pesados 1 vez ionizados, metais neutros, H (relativamente fracas)	Sol (G2) Alfa Cen (G2)
K	Laranja	4000	elementos pesados 1 vez ionizados, metais neutros, H (fracas)	Aldebaran (K5) Arcturos (K2)
M	Vermelha	3000	Átomos neutros (fortes), moleculares (moderadas), H (muito fracas)	Betelgeuse (M2)

Subdivisão da Classificação de Harvard

O

0 1 2 3 4 5 6 7 8 9

B

0 1 2 3 4 5 6 7 8 9

A

0 1 2 3 4 5 6 7 8 9

F

0 1 2 3 4 5 6 7 8 9

G

0 1 2 3 4 5 6 7 8 9

K

0 1 2 3 4 5 6 7 8 9

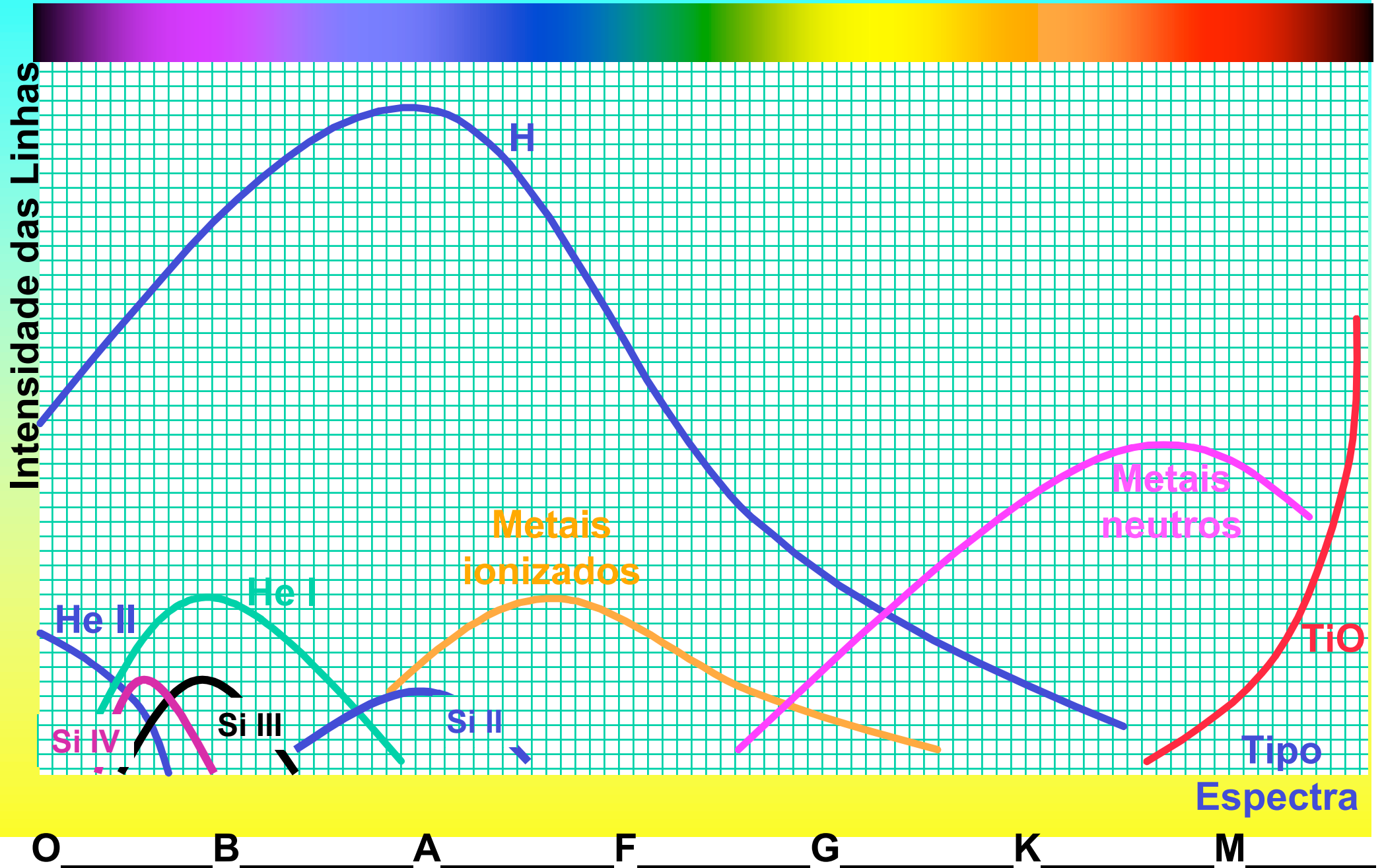
M

0 1 2 3 4 5 6 7 8 9

Não
observado

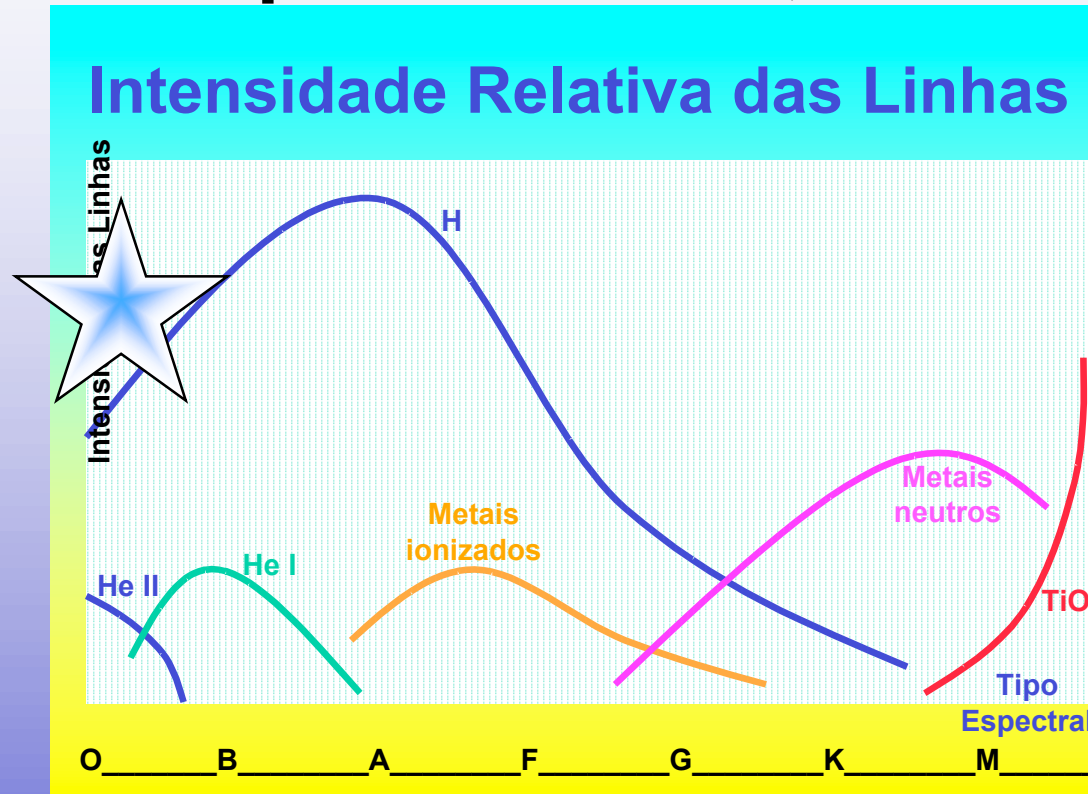


Intensidade Relativa das Linhas



Estrelas tipo O

Exemplos: Mintaka, Alnitaka

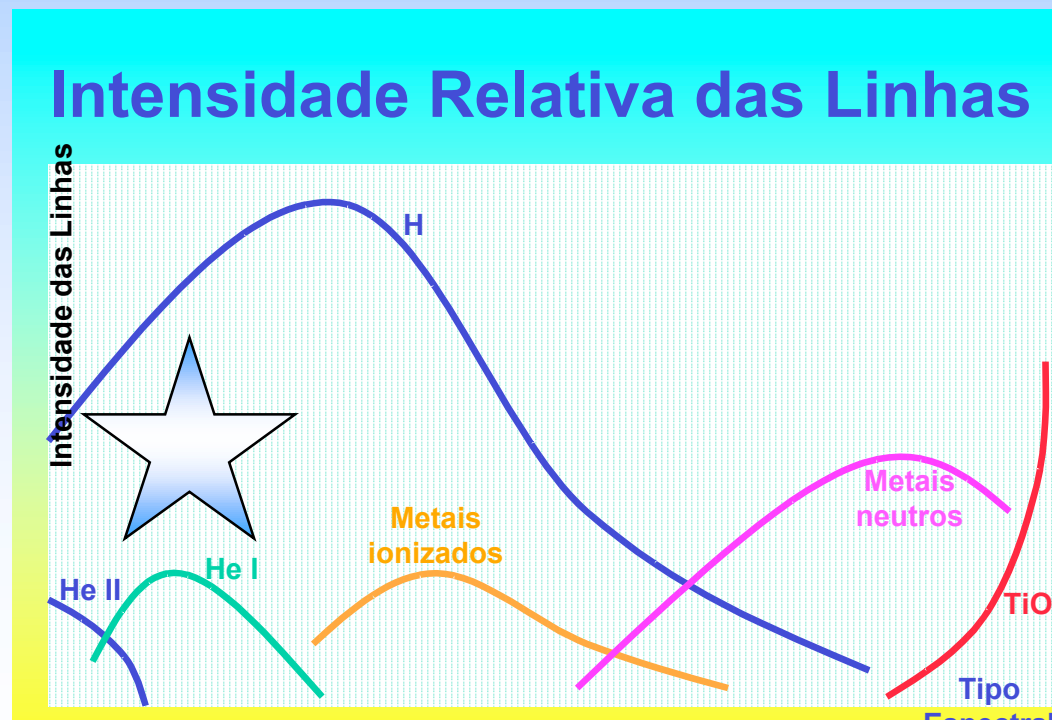


- Estrelas azul-esbranquiçadas
- Muito quentes
- Poucas linhas espectrais
- Fortes linhas de He II, às vezes, de emissão

Estrelas tipo B

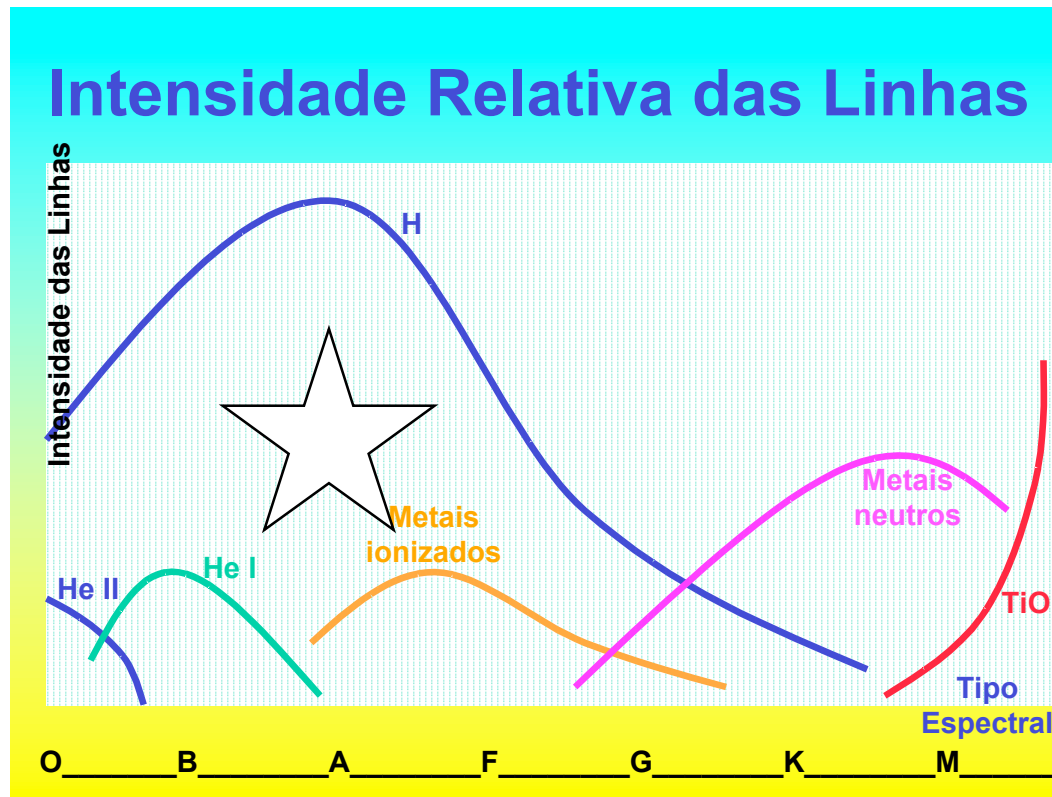
Exemplos: Rigel, Spica

- Estrelas azul-esbranquiçadas
- Muito quentes
- Linhas de absorção de He I ficam mais fortes em B2
- Linhas de absorção de H I (Balmer) ficam mais fortes



Estrelas tipo A

Exemplos: Sirius, Vega

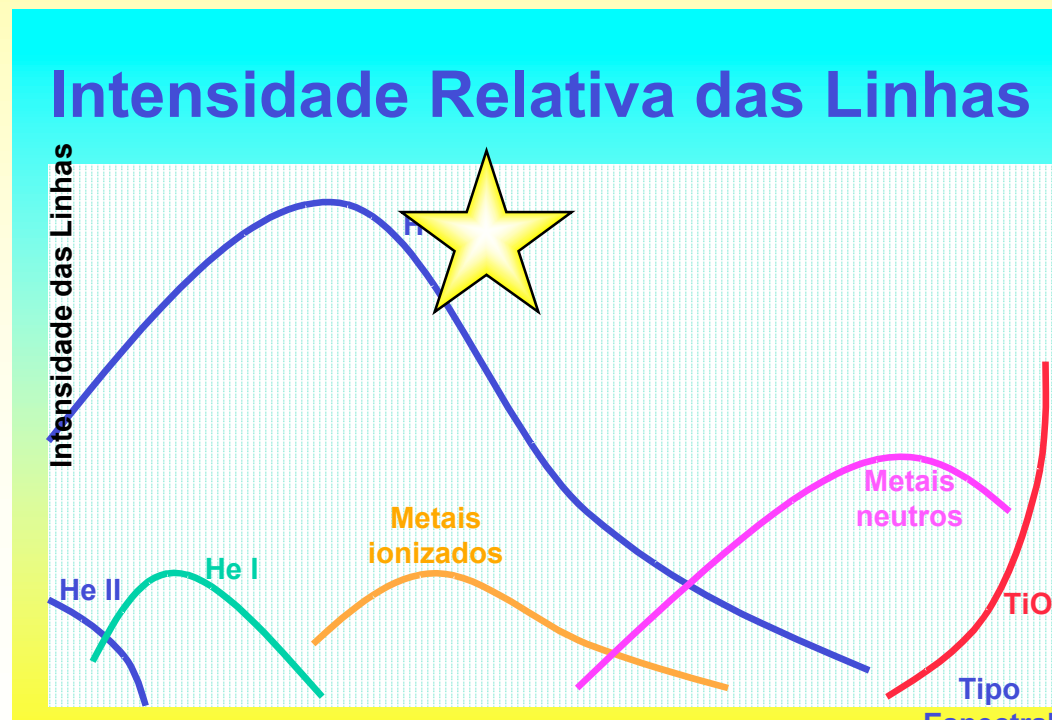


- Estrelas esbranquiçadas
- Linhas de absorção de Balmer (H I) mais fortes em A0
- Linhas de absorção de Balmer (H I) enfraquecendo
- Linhas de absorção de Ca II se intensificam

Estrelas tipo F

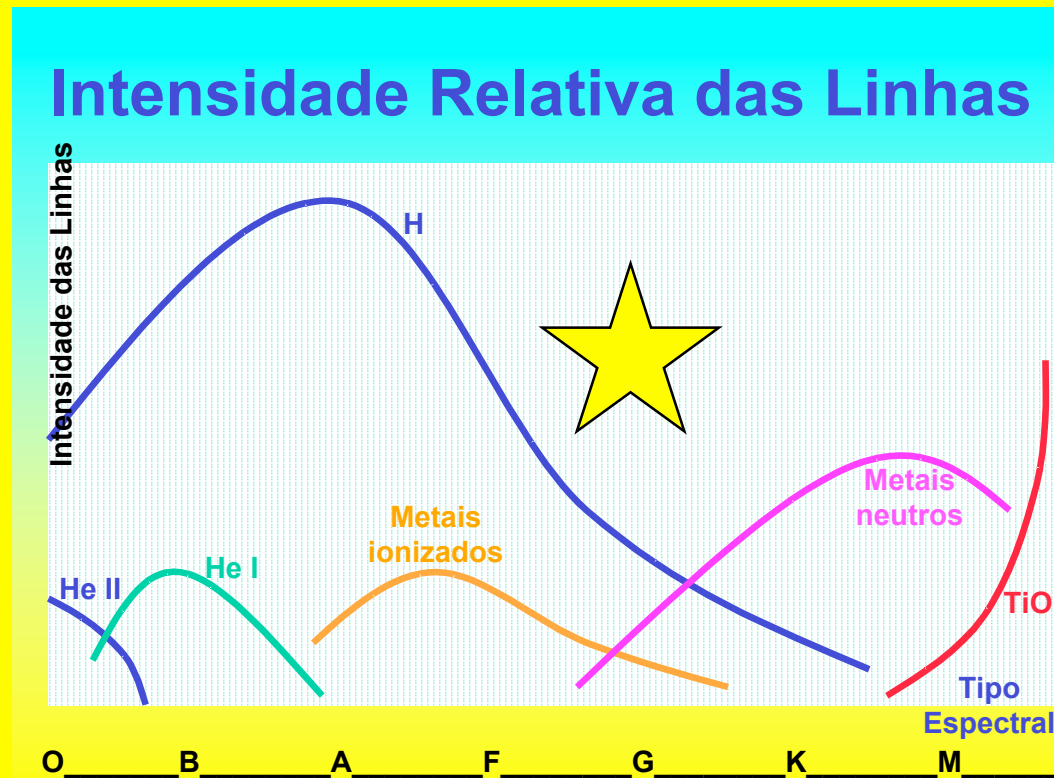
Exemplos: Canopus, Procion

- Estrelas amarelo-esbranquiçadas
- Linhas de Ca II se intensificam
- Linhas de Balmer (H I) enfraquecem
- Aparecem linhas de absorção de metais neutros: Fe I, Cr I



Estrelas tipo G

Exemplos: Sol, Alfa Centauri

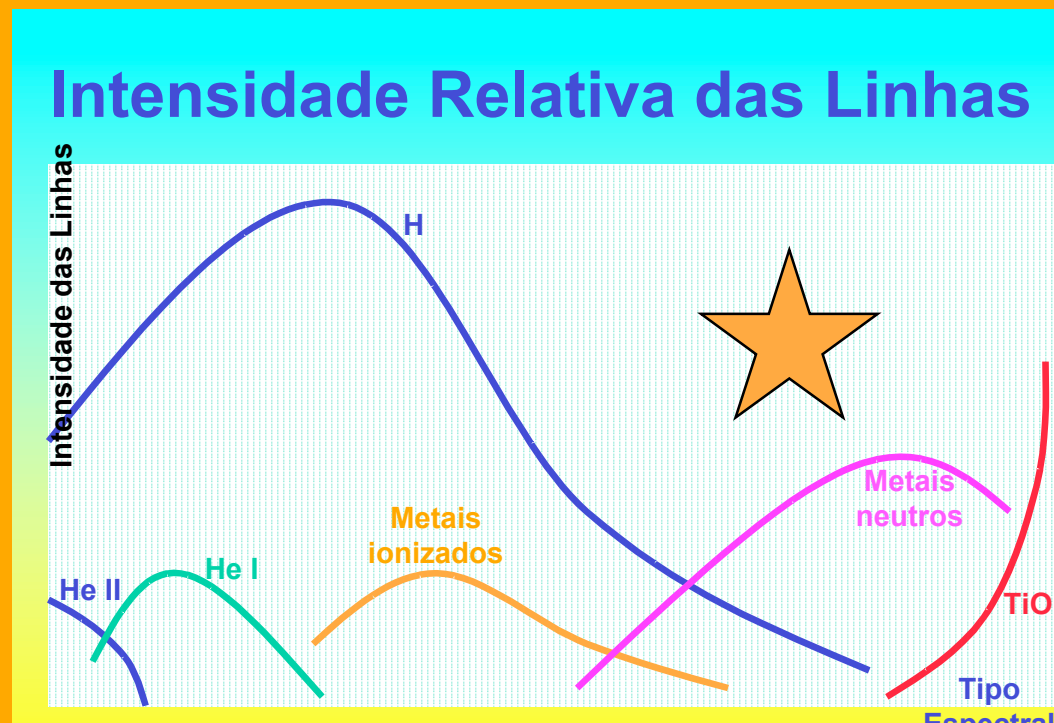


- Estrelas amarelas
- Estrelas com espectro tipo solar
- Linhas de Ca II se intensificam
- Linhas de Fe I e outros metais se intensificam

Estrelas tipo K

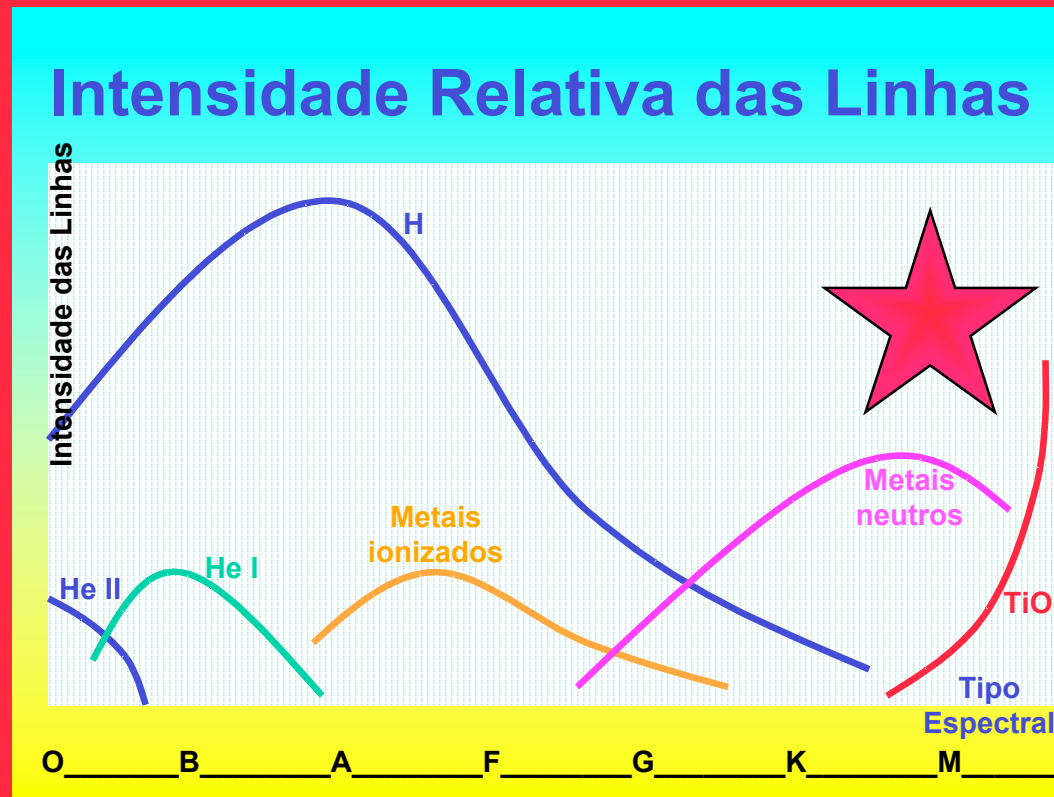
Exemplos: Aldebaran, Arcturus

- Estrelas alaranjadas
- Temperaturas baixas
- Linhas de Ca II, H e K muito intensas em K0
- Mesmas linhas enfraquecem além de K0
- O espectro é dominado por linhas de absorção de metais



Estrelas tipo M

Exemplos: Antares, Betelgeuse



- As estrelas mais frias
- estrelas avermelhadas
- Espectro dominado por substâncias moleculares: TiO
- Linhas muito intensas de absorção de metais neutros

Recordando: como se mede a temperatura de uma estrela

Lei de Wien: $\lambda_{\max} = 2,9 \times 10^6 / T$ [nm]

Índice de cor: $B - V = m_B - m_V = -2,5 \log (F_B / F_V)$

Tipo Espectral

Vemos, assim, que os astrônomos dispõem de várias formas de se medir a temperatura da fotosfera de uma estrela. Todas, claro, estão relacionadas com o espectro emitido pela fotosfera, que está, por sua vez, ligado às propriedades físicas do gás fotosférico.

Raios Estelares

A fotometria permite determinar a *luminosidade* de uma estrela (desde que sua distância seja conhecida).

Pode-se estimar a *temperatura* de uma estrela através do seu **espectro** ou da sua **cor**.

Lembrando da relação: $F = L / \text{Área}$

Usando a área da superfície da estrela ($A = 4\pi R^2$) e lembrando que $F = \sigma T_{\text{ef}}^4$, obtemos a seguinte relação entre a **luminosidade**, a **temperatura efetiva** e o **raio de uma estrela** (R)

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{ef}}^4$$

Raios Estelares

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{ef}}^4$$

A relação acima mostra que T_{ef} , R , e L não são independentes! Se conhecemos 2 deles, podemos calcular o terceiro.

Nota: raios estelares podem também ser determinados diretamente. Por exemplo, através de ocultações lunares, estudo de sistemas binários eclipsantes e usando-se uma técnica chamada interferometria

Massas Estelares

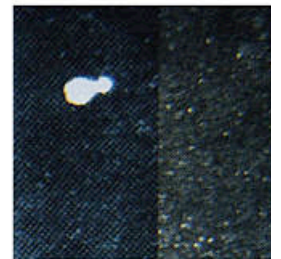
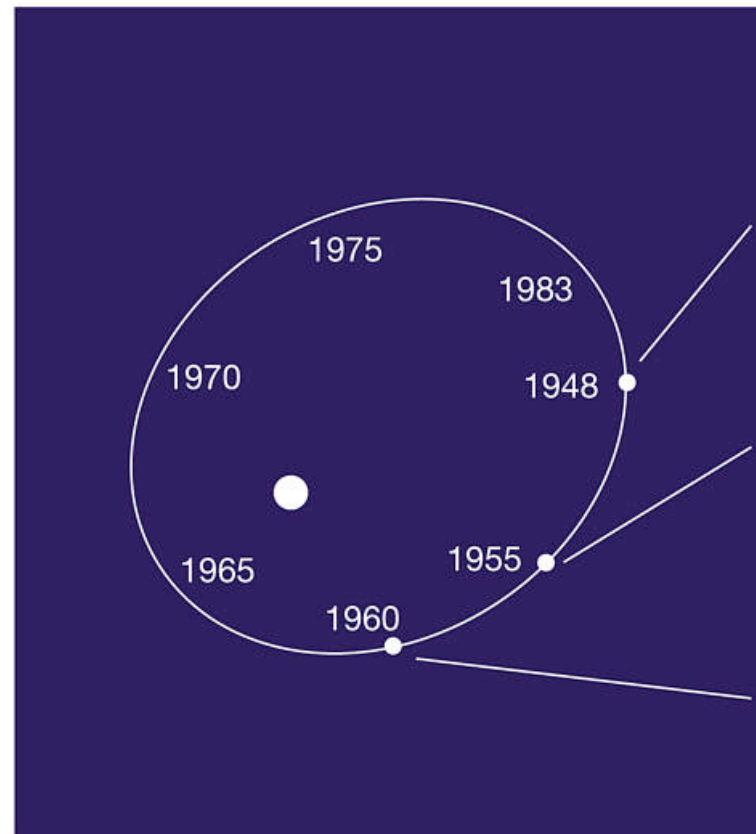
A *massa* de uma estrela é uma quantidade difícil de se determinar. Essa determinação só é possível usando-se a 3ª lei de Kepler, e portanto só pode ser feita em **sistemas binários** ou **múltiplos**

Binárias Visuais:

São sistemas estelares próximos o suficientes para serem resolvidos com um telescópio.

Estuda-se a órbita do sistema, determina-se a e P e calcula-se a massa usando-se a 3ª Lei de Kepler

(Na verdade é um pouco mais complicado do que isso...)



Propriedades Fundamentais de uma Estrela: determinação

Luminosidade

- brilho aparente, compensado pela distância

Massa

- sistemas binários

Raio

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

Temperatura:

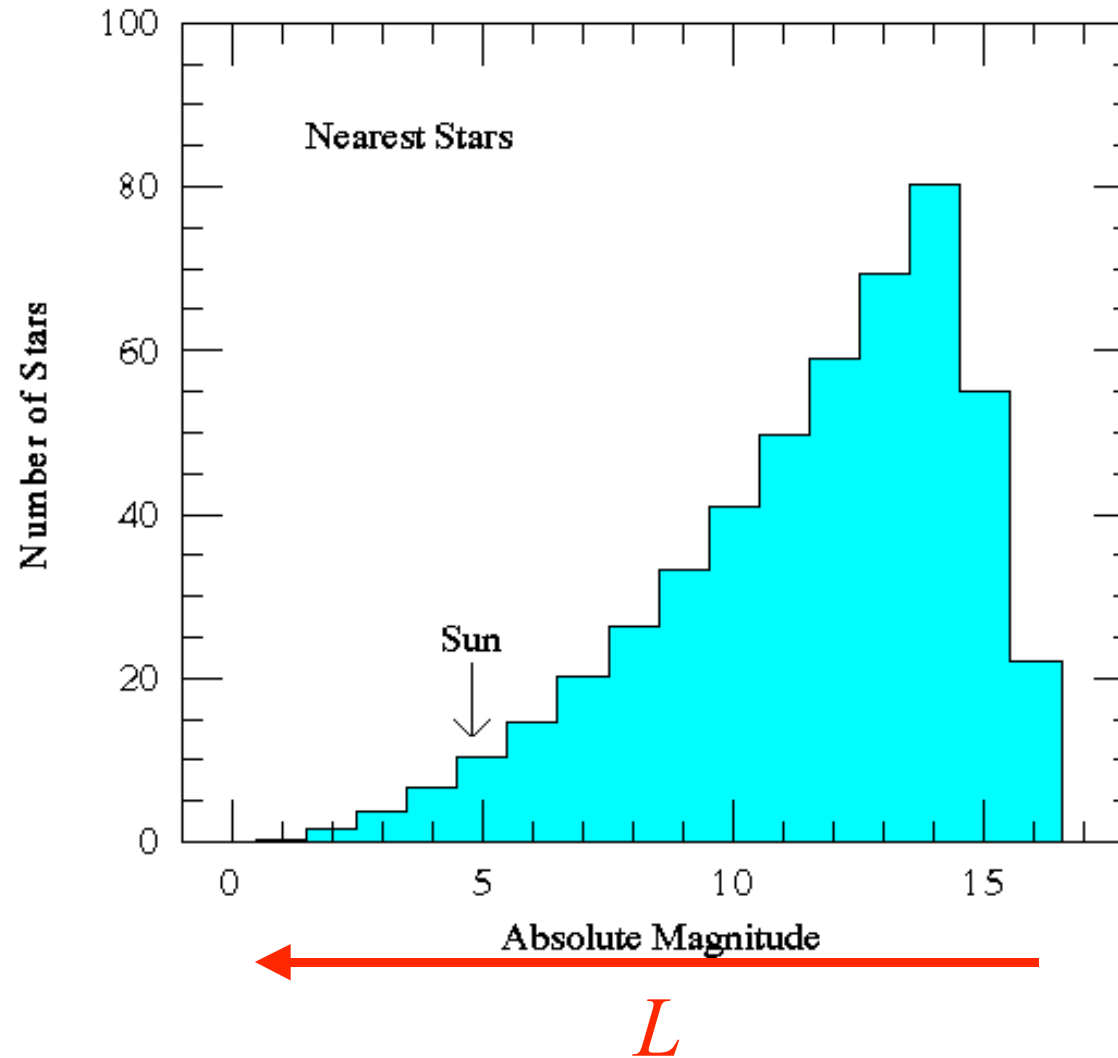
- cores ou tipo espectral

Composição química

- Análise espectral

Censo Estelar (um exemplo)

Luminosidade das Estrelas da Vizinhança Solar



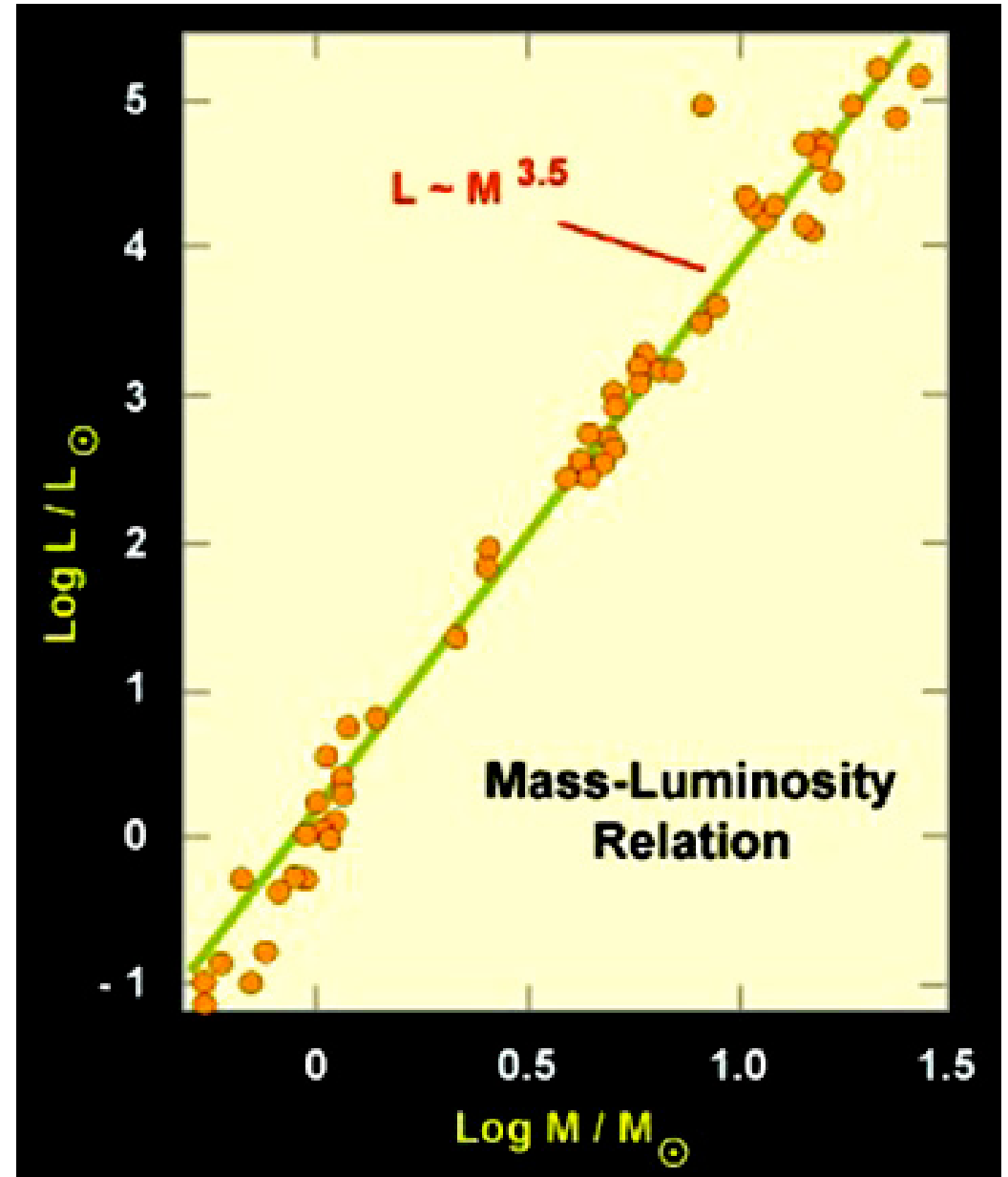
As estrelas mais comuns são menos luminosas que o Sol

Fazendo Conexões...

Relação Massa-Luminosidade

Uma das primeiras relações observadas foi a chamada relação massa-luminosidade.

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



O Diagrama HR

Em 1905, Ejnar **H**ertzsprung descobre a existência das estrelas gigantes através das correlações entre a **luminosidade e a temperatura de estrelas.**



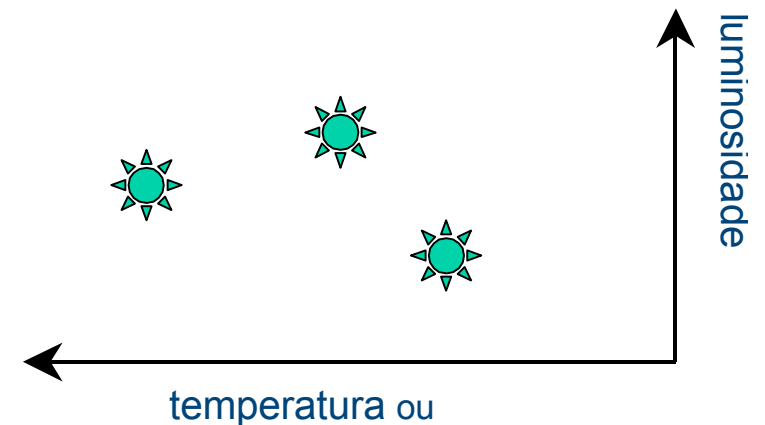
Em 1913 Norris **R**ussel dá seqüência a este trabalho com uma base de dados mais completa.



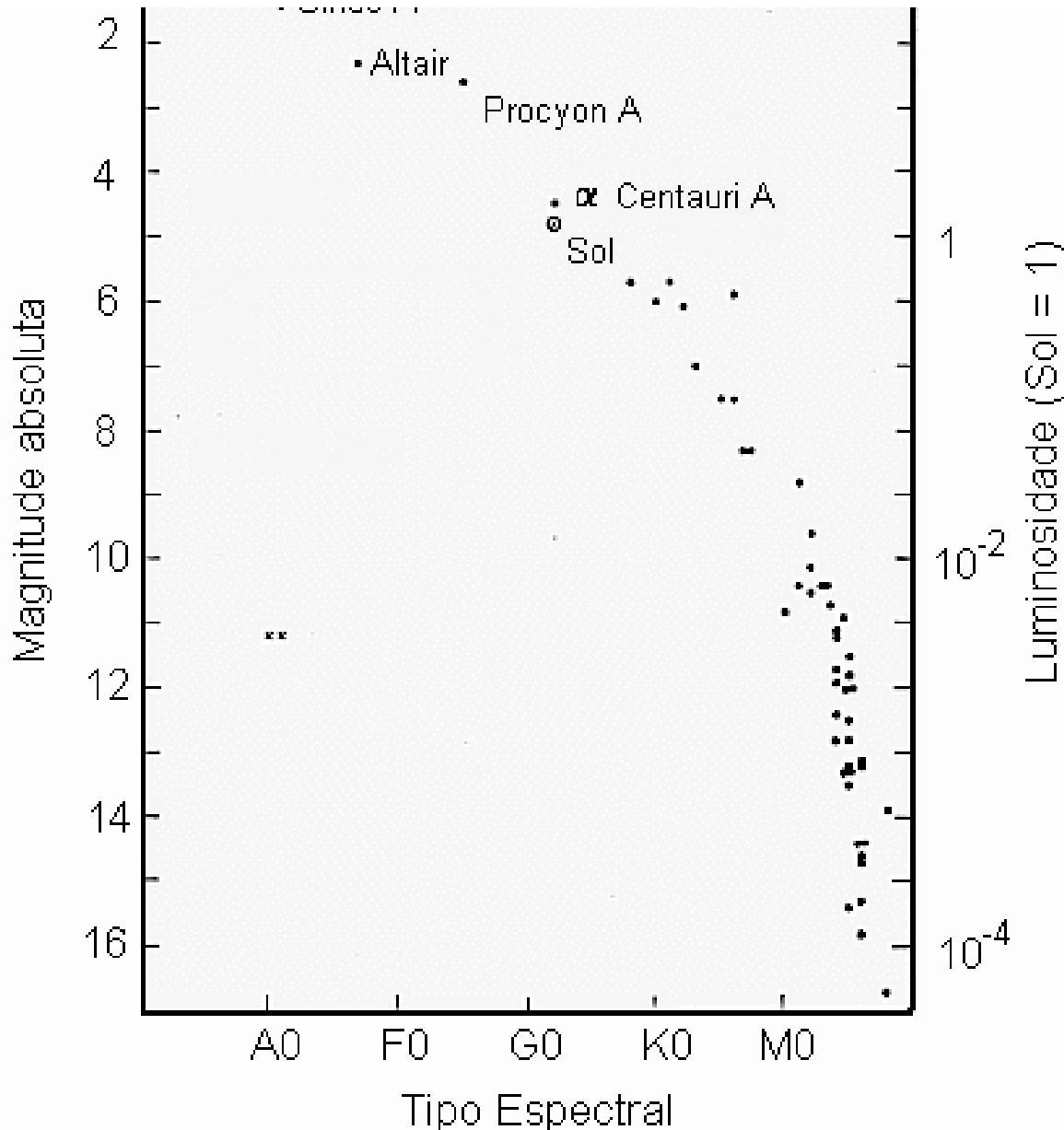
Estes resultados, visualizados em um diagrama da **luminosidade em função da temperatura:**



Diagrama Hertzsprung-Russell
ou
Diagrama H-R



O Diagrama HR



Neste diagrama, aparecem estrelas mais próximas do Sol, $d < 5$ pc.

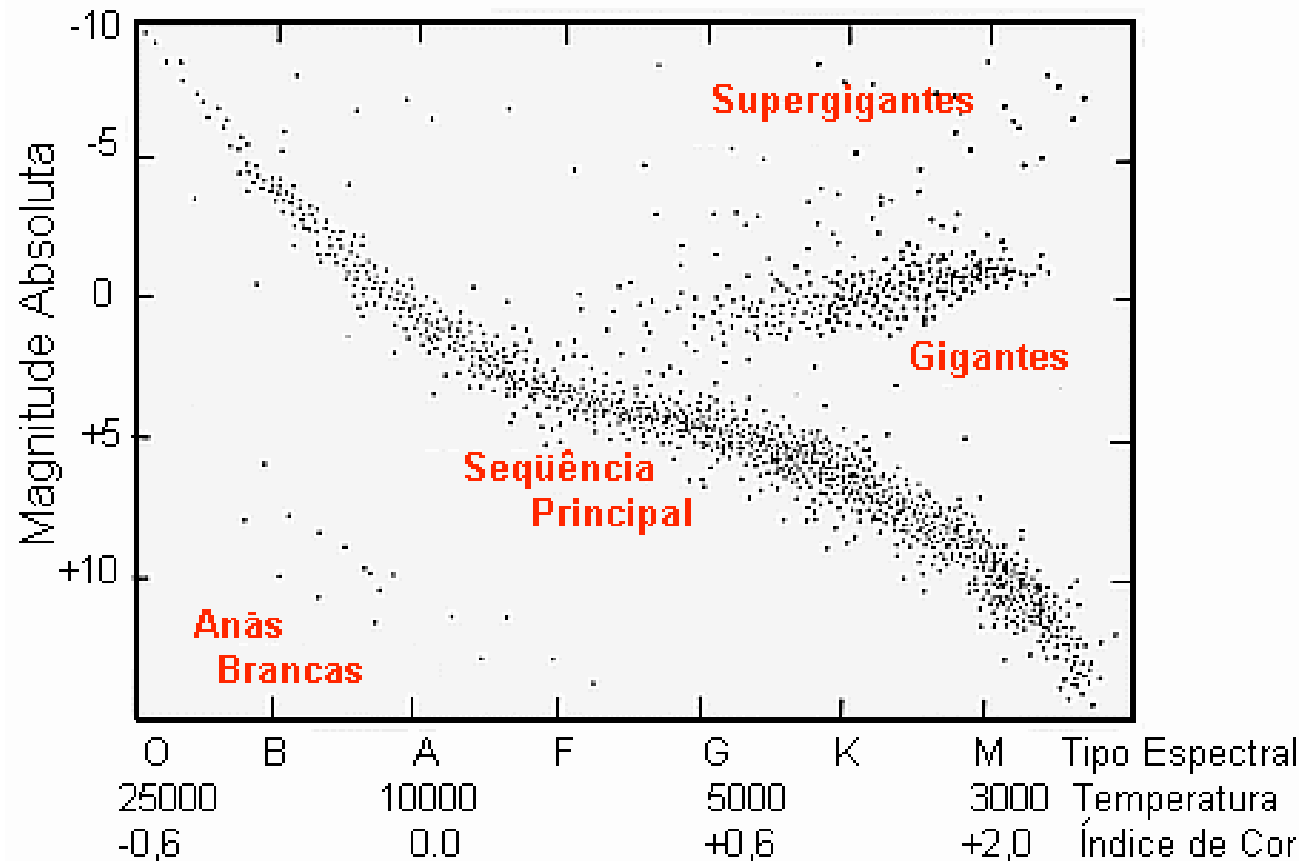
A maioria das estrelas são bem mais frias e menos brilhantes que o Sol.

α -Centauri: T e L semelhantes à do Sol

Sirius A é bem mais quente e luminosa.

Estrelas encontram-se ao longo de uma uma linha: **Seqüência Principal** (estrelas anãs, em fase de queima do H no núcleo)

Um diagrama HR mais completo



Lembrando de $L = 4\pi R^2 \sigma T_{ef}^4$ vemos que as estrelas que têm o mesmo tipo espectral (mesma T) mas possuem L maiores devem necessariamente ter um raio maior! → *gigantes e supergigantes*

O contrário vale para as *anãs brancas*

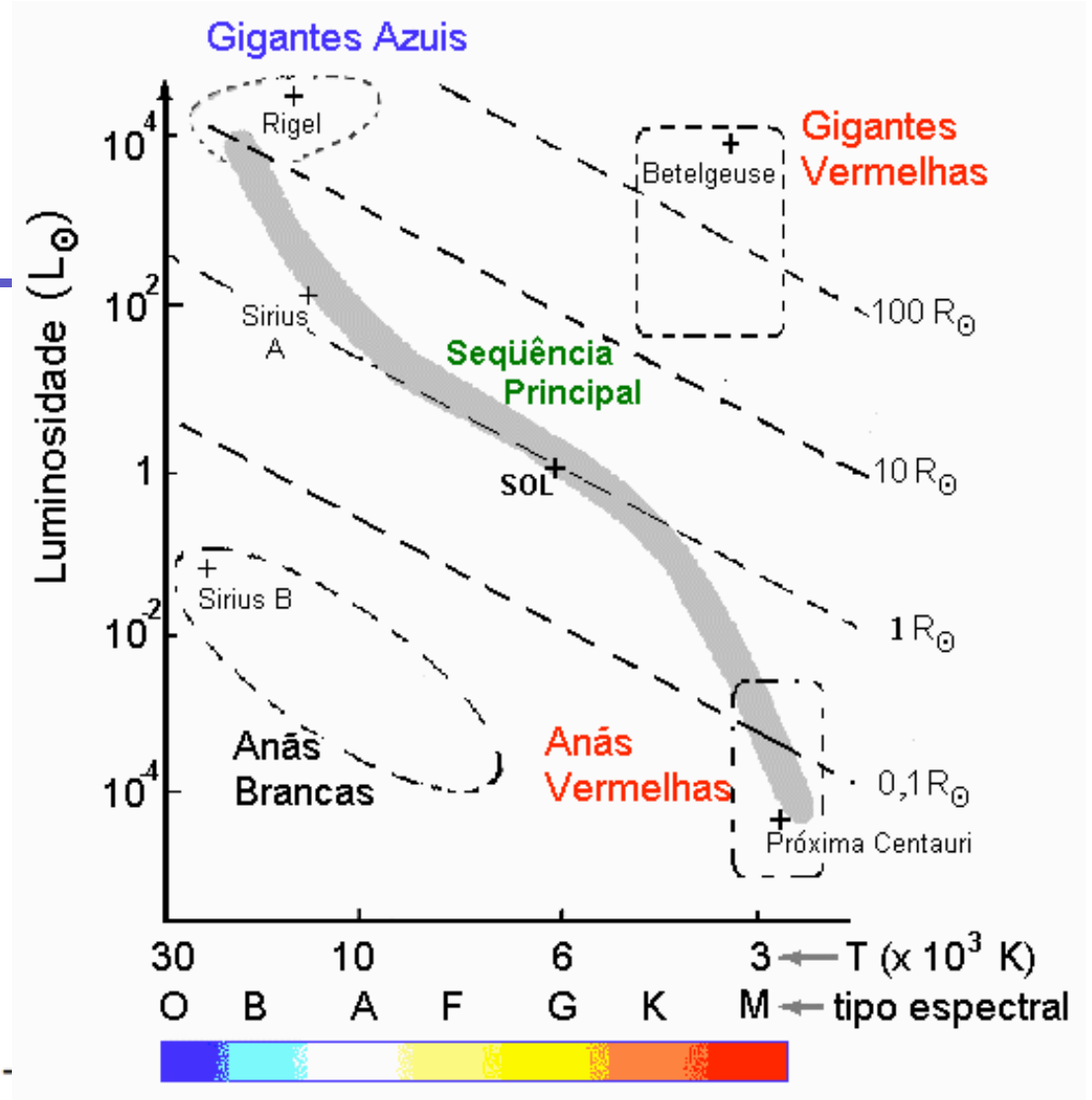
Diagrama HR: raios

Vamos considerar novamente a lei de Stefan-Boltzmann

$$L = 4\pi\sigma R^2 T_{\text{ef}}^4$$

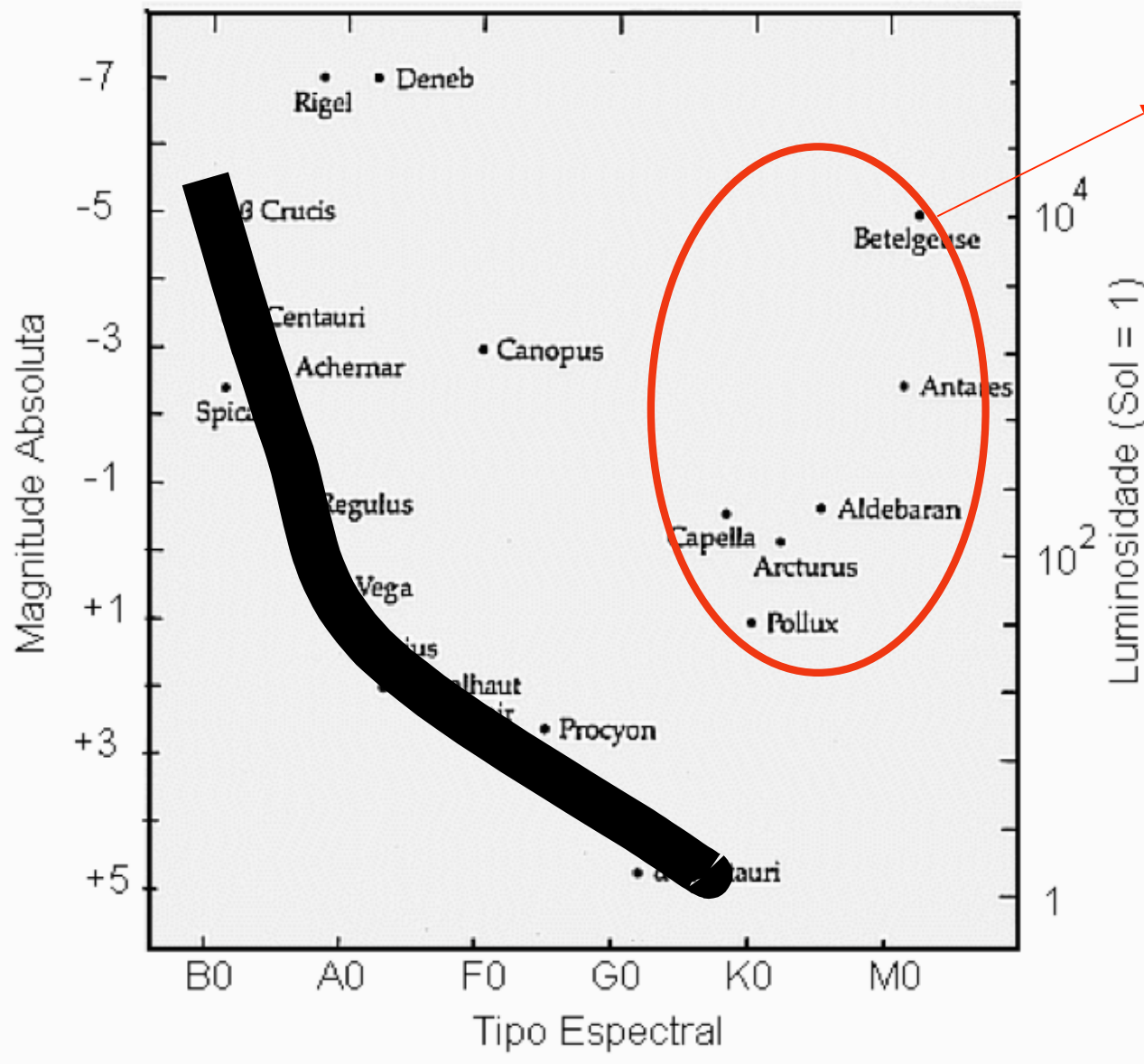
Tirando-se o logarítmo

$$\log(L) = 4 \log(T_{\text{ef}}) -$$



ou seja, *linhas de mesmo raio são retas no diagrama HR*

Diagrama HR das estrelas mais brilhantes do céu



Estrelas Gigantes

Classificação de Harvard incompleta!

Exemplo

Altair

A7 (8000K)

$2 R_{\odot}$

Canopus

F0 (7500K)

$65 R_{\odot}$

Sistema MK de classificação espectral

Proposto por William W. Morgan e Phillip C. Keenan em 1943

Neste sistema, uma *classe de luminosidade*, designada por um algarismo romano anexado ao tipo espectral de Harvard.

Também conhecido como *sistema de Yerkes*

Exemplo

Altair: A7V

Canopus: F0Ib

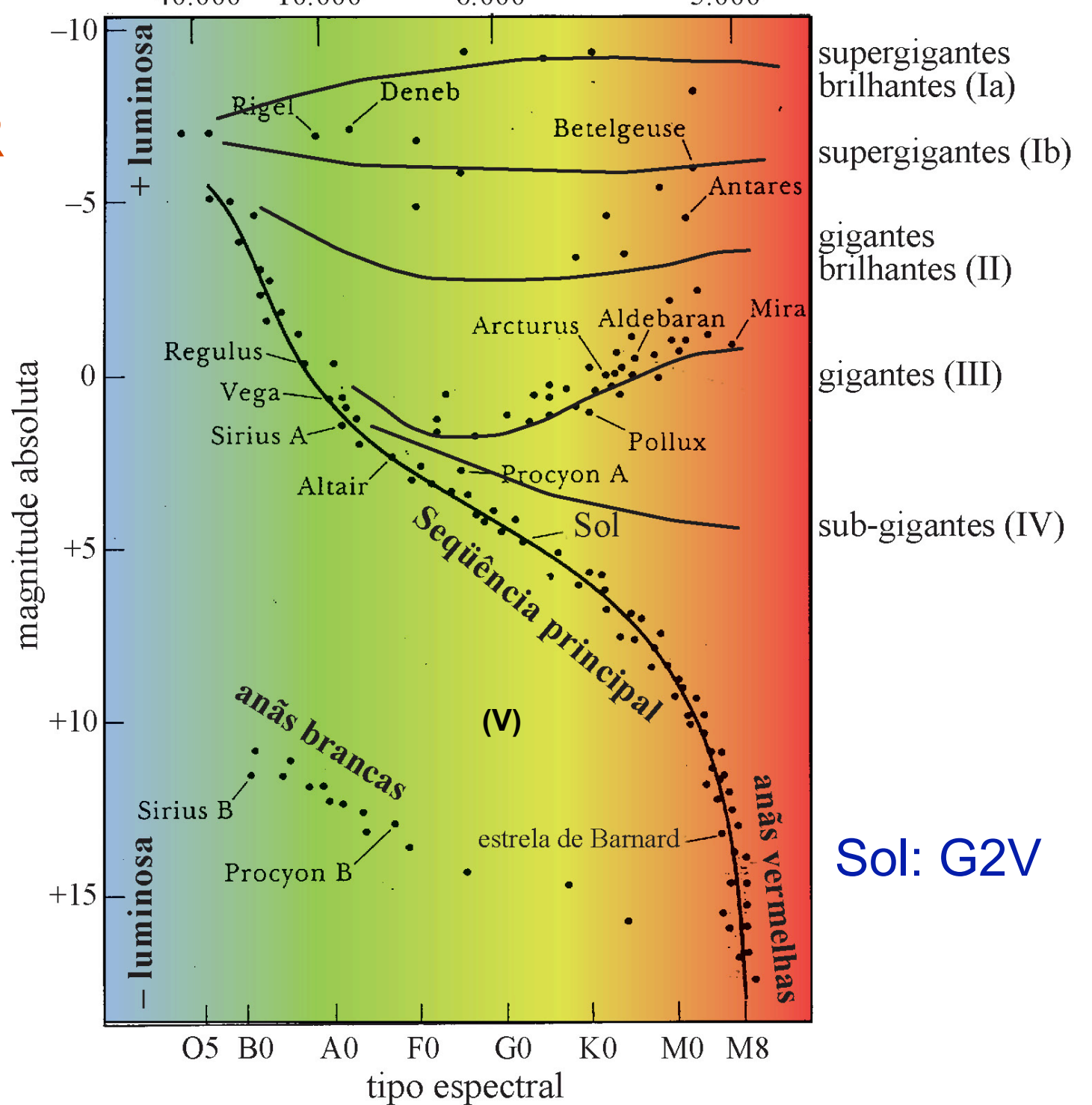
Sistema MK de classificação espectral

Classe	Tipo de Estrela
Ia-0	Supergigantes extremamente luminosas (hipergigantes)
Ia	Sugergigantes luminosas
Ib	Supergigantes menos luminosas
II	Gigantes brilhantes
III	Gigantes normais
IV	Subgigantes
V	Estrelas da Sequência Principal (estrelas anãs)
VI	Sub-anãs
VII	Anãs brancas

Diagrama H-R

Classes de luminosidade de Yerkes

Estrelas da Sequência principal do tamanho ou menor que o Sol são chamadas anãs.



Sol: G2V

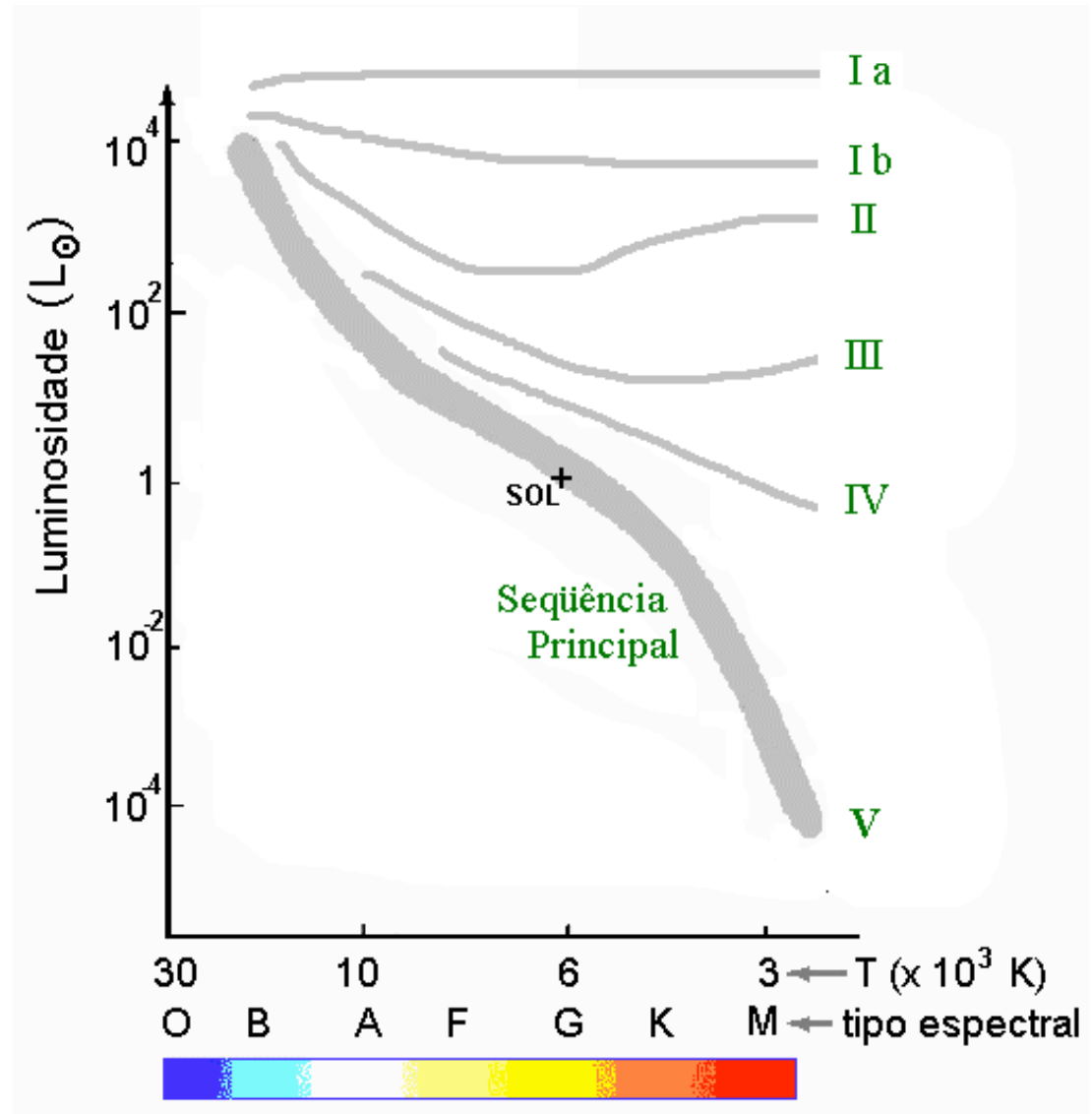
Classes de Luminosidade

Classes Ia e Ib:
supergigantes brilhantes e
supergigantes.

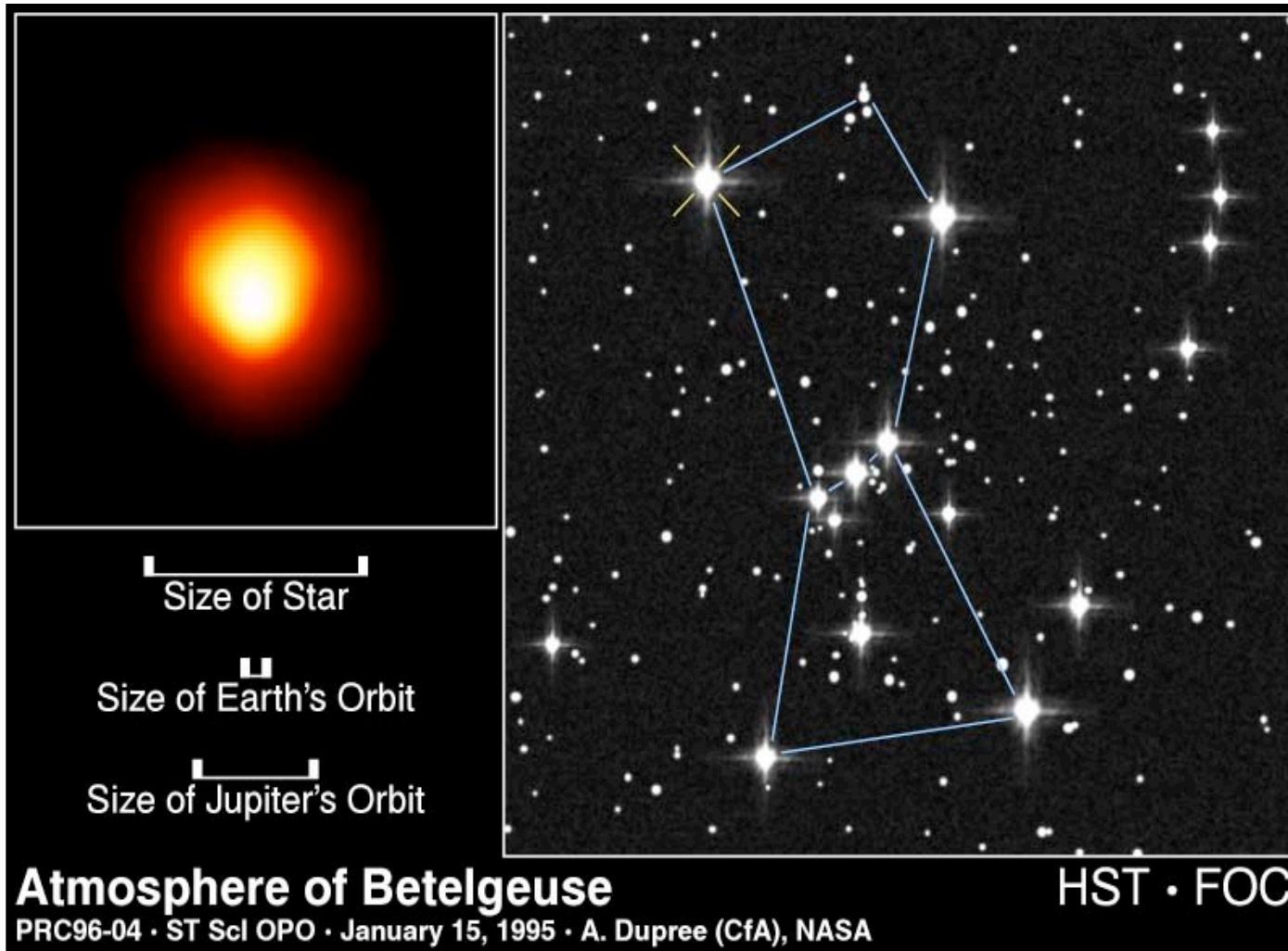
Classes II e III: gigantes
brilhantes e gigantes.

Classes IV e V: sub-
gigantes e as estrelas da
seqüência principal e anãs.

Esse esquema introduzido
por Morgan e Keenan (1937,
Observatório de Yerkes) -
classificação M-K.



Betelgeuse: supergigante vermelha



M2Iab

$$T_{\text{ef}} = 3100 \text{ K}$$

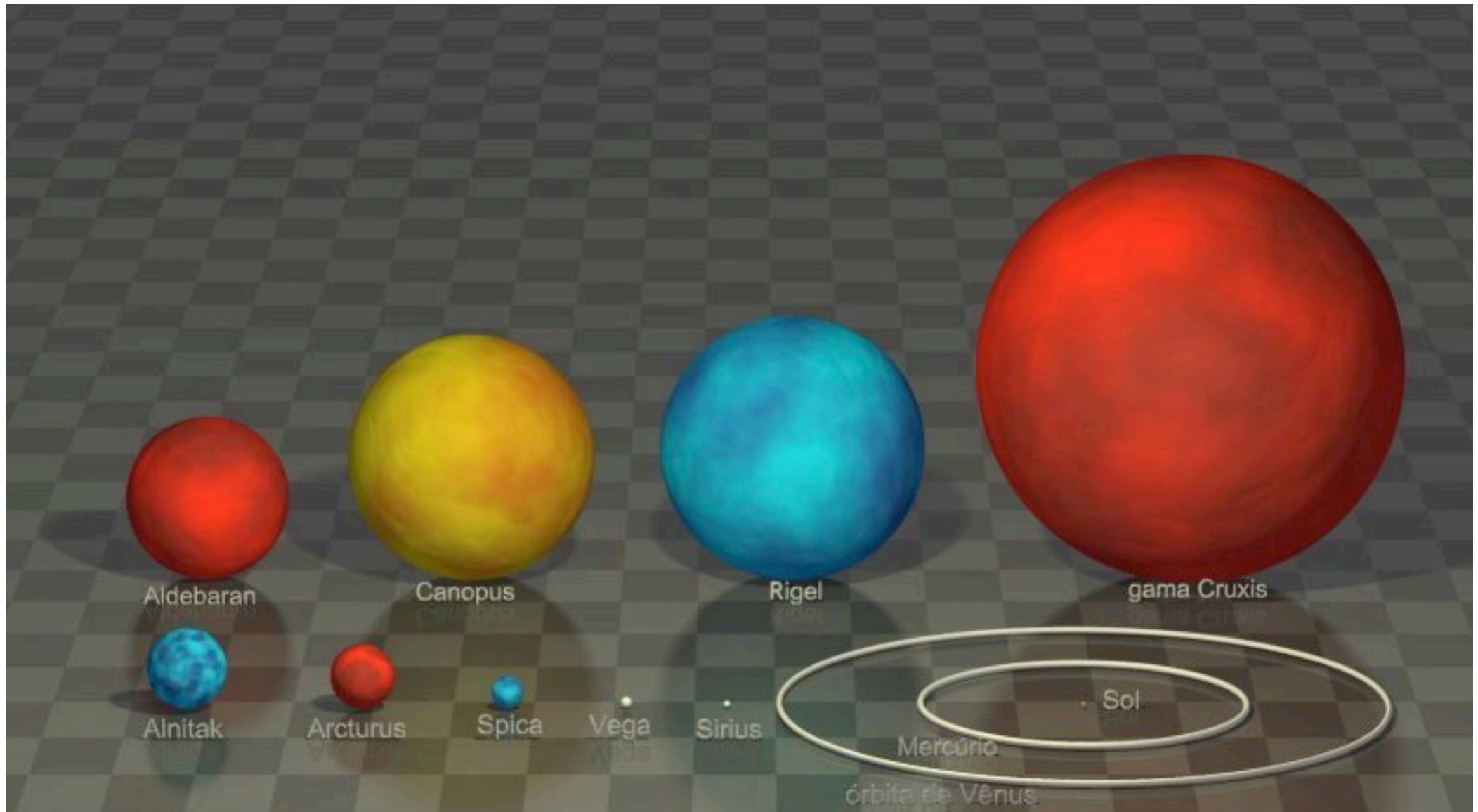
$$L = 60000 L_{\odot}$$

(variável)

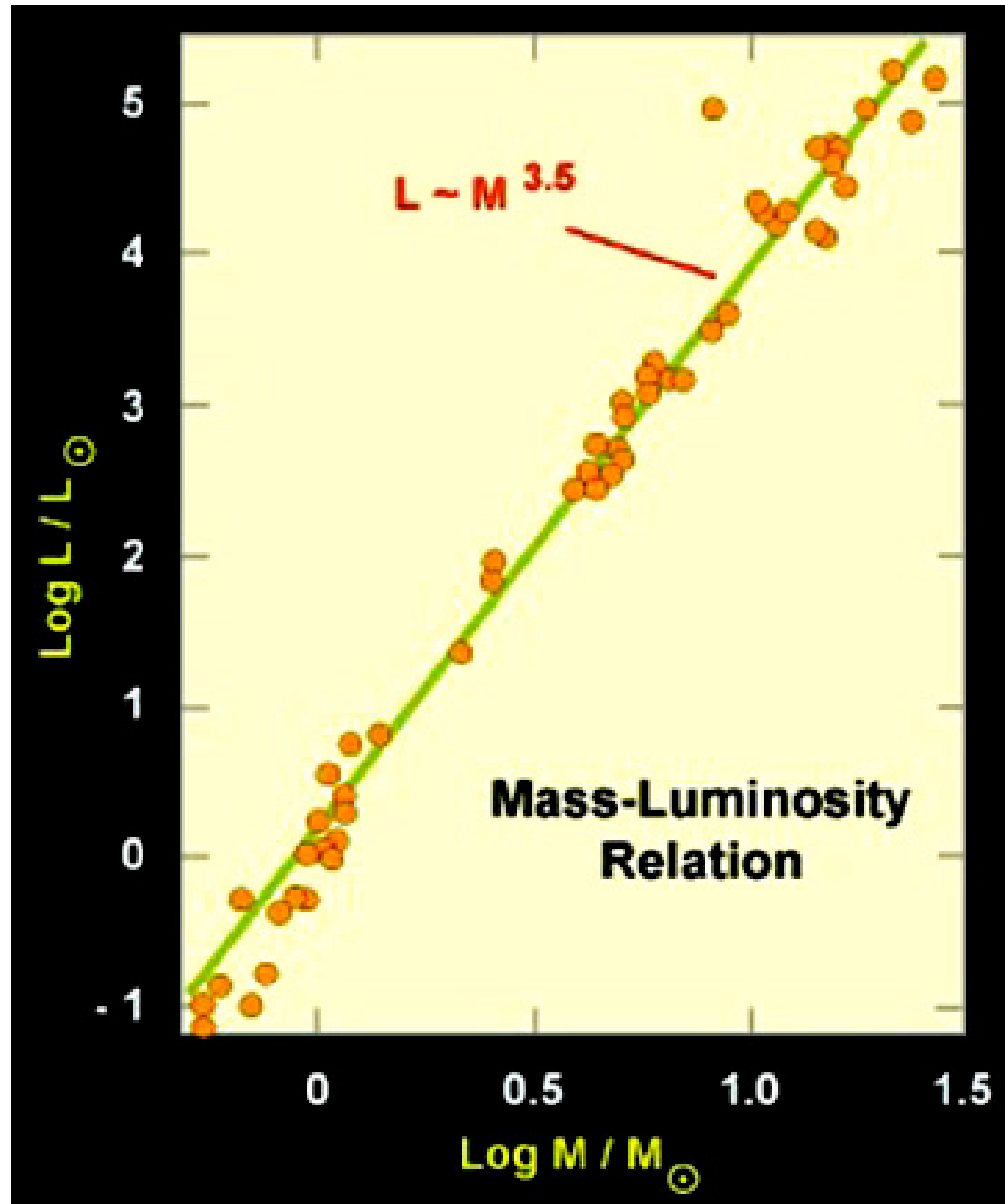
$$R = 630 R_{\odot} = 3 \text{ UA}$$

A estrela é 2 vezes maior que o raio da órbita de Marte!

Um enorme intervalo de raios estelares!



Relação Massa-Luminosidade

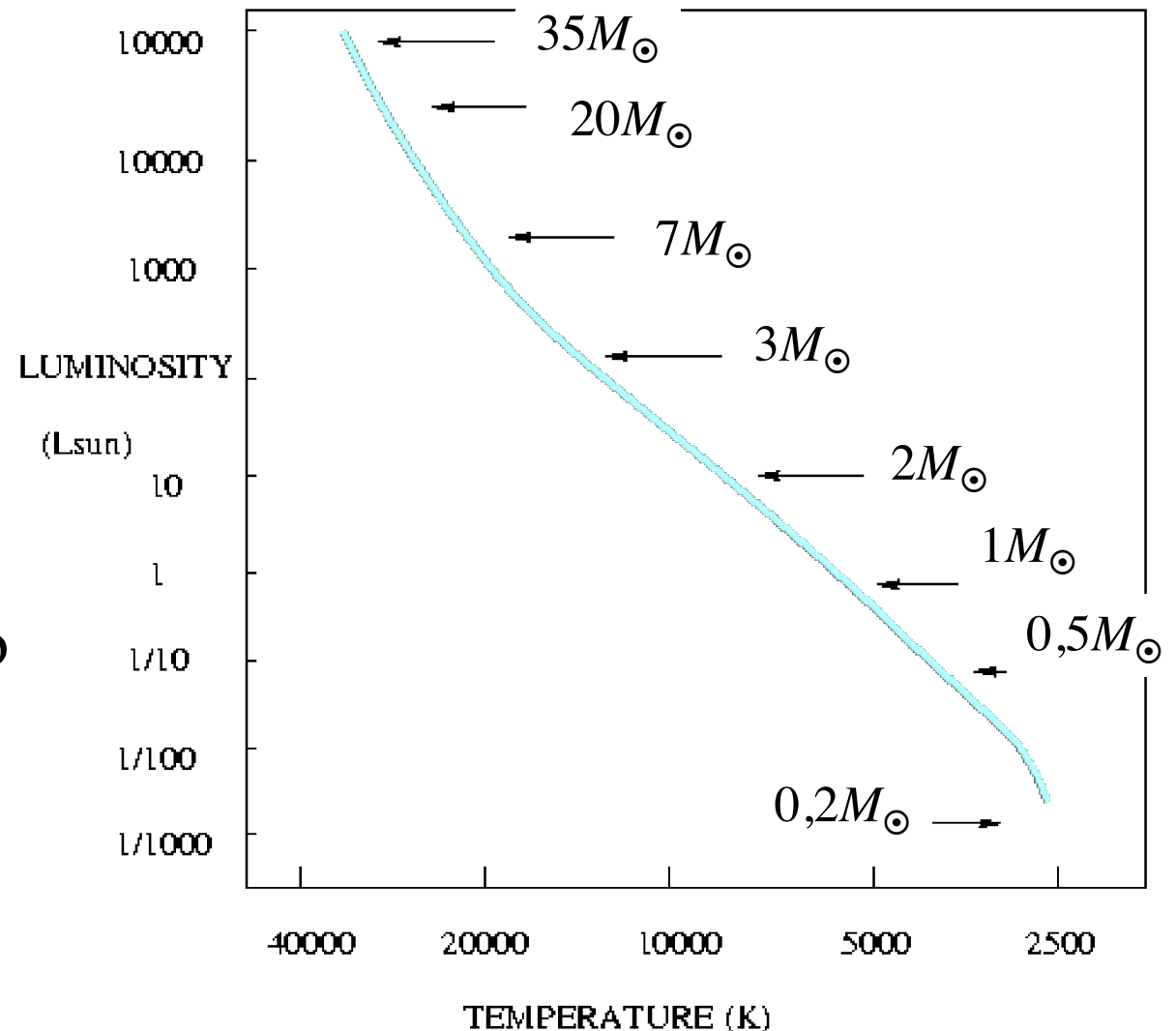


Massa e a Seqüência Principal

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

Portanto a SP é uma seqüência de massas!

A SP, no diagrama HR, ilustra graficamente a relação entre três propriedades fundamentais de uma estrela (L , T , M)



Evolução Estelar: Visão Geral

Sequência principal

Primeiro estágio na vida de uma estrela

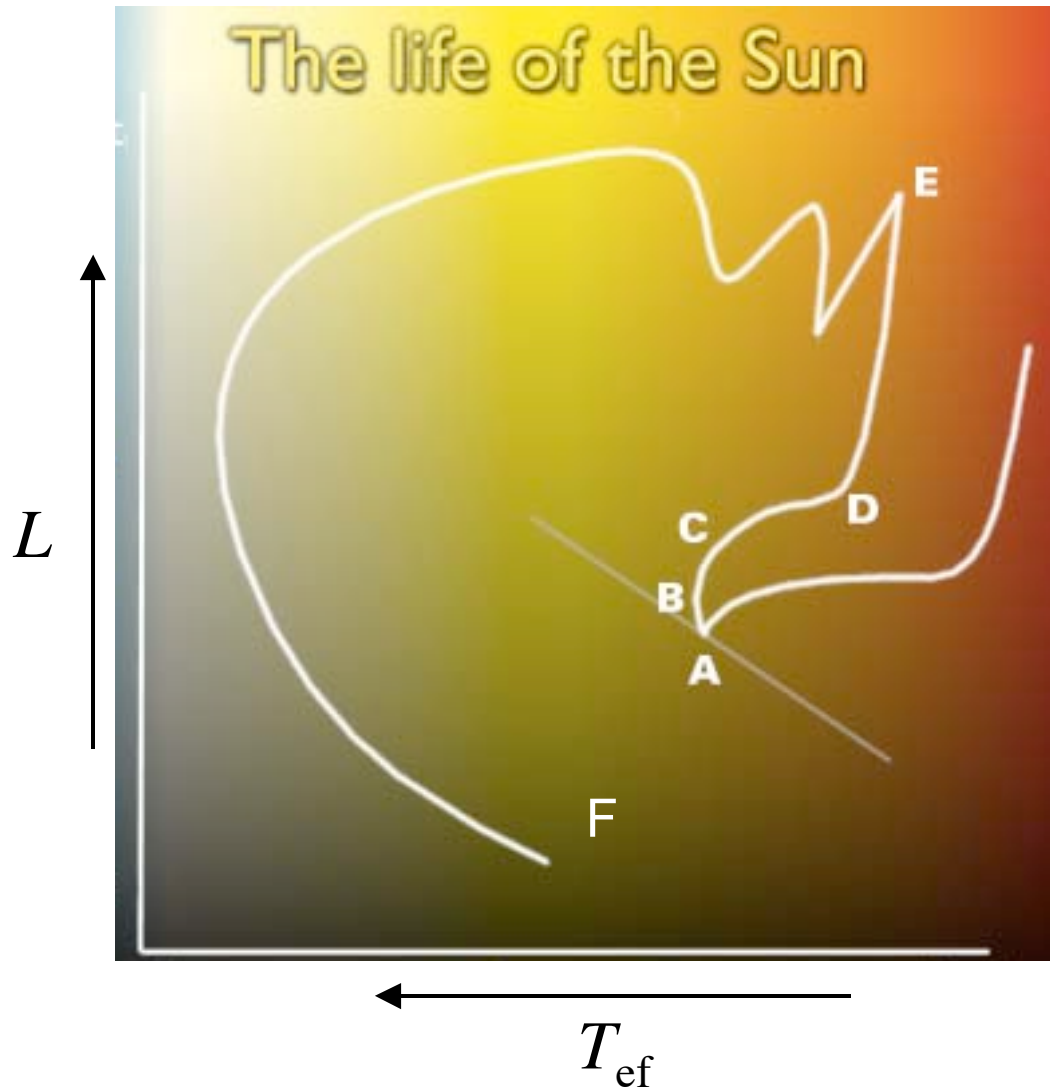
Fonte de Energia → **fusão dos átomos de hidrogênio** em átomos de He no interior estelar

Fase das Gigantes Vermelhas

Quando o hidrogênio se extingue, a estrela deixa a SP e entra na **fase de gigante vermelha**. A estrela se expande, torna-se mais fria e luminosa. Fonte de energia → queima do He no núcleo e do H em uma camada ao redor do núcleo

No fim da fase de gigante vermelha → **exaustão completa do combustível nuclear** → **anã branca**

Exemplo: a vida do Sol



A, B, C \rightarrow Sequência Principal

D, E \rightarrow Gigante vermelha

F \rightarrow 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.

Tempos de Vida na Sequência Principal

Quanto tempo uma estrela fica na sequência principal?

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

Da relação massa-luminosidade, obtemos

$$\tau_{\text{SP}} \propto \frac{M}{M^\alpha} = M^{-2,8}$$

Tempos de Vida na Seqüência Principal

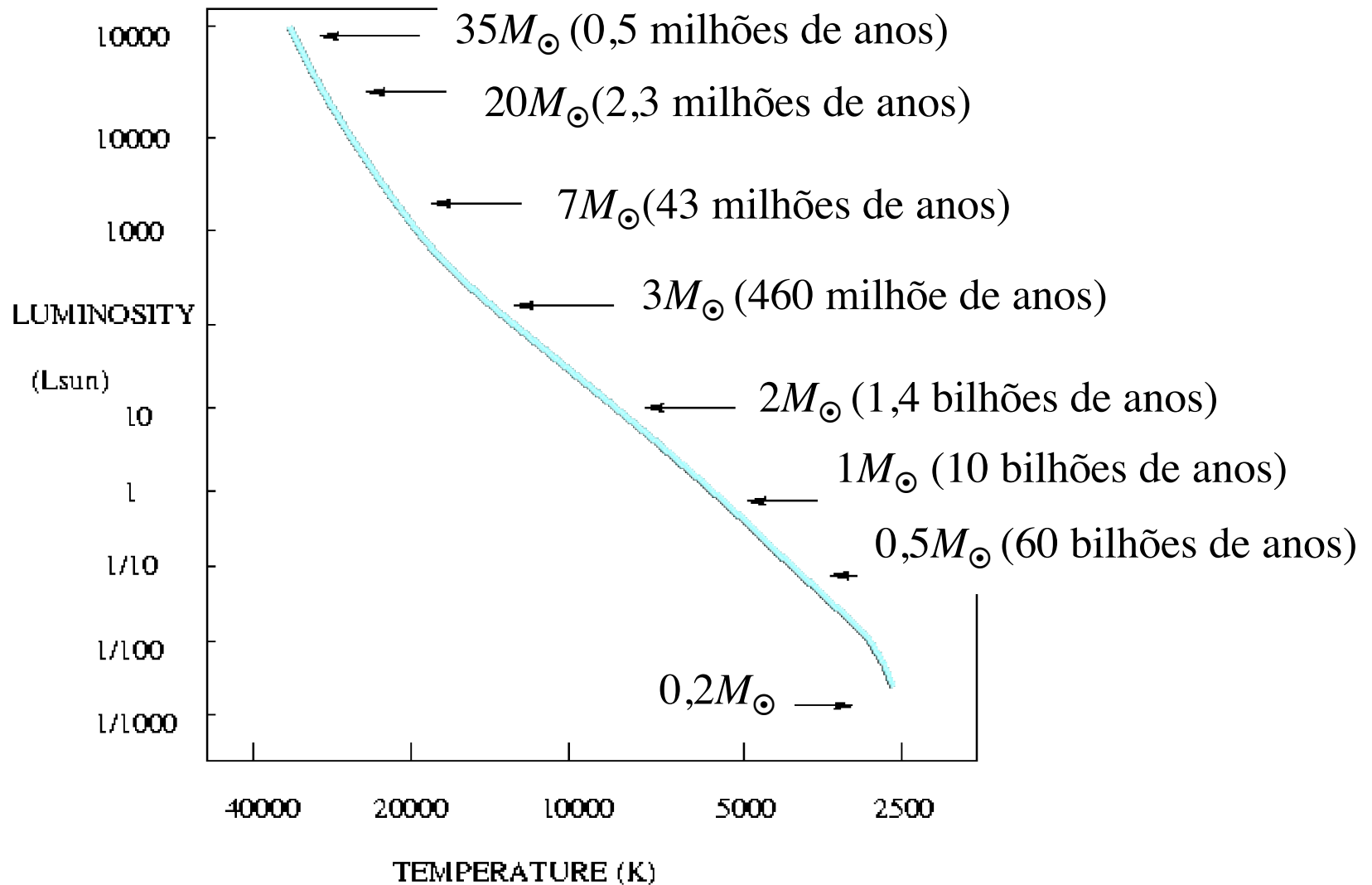


Diagrama HR de aglomerados de estrelas

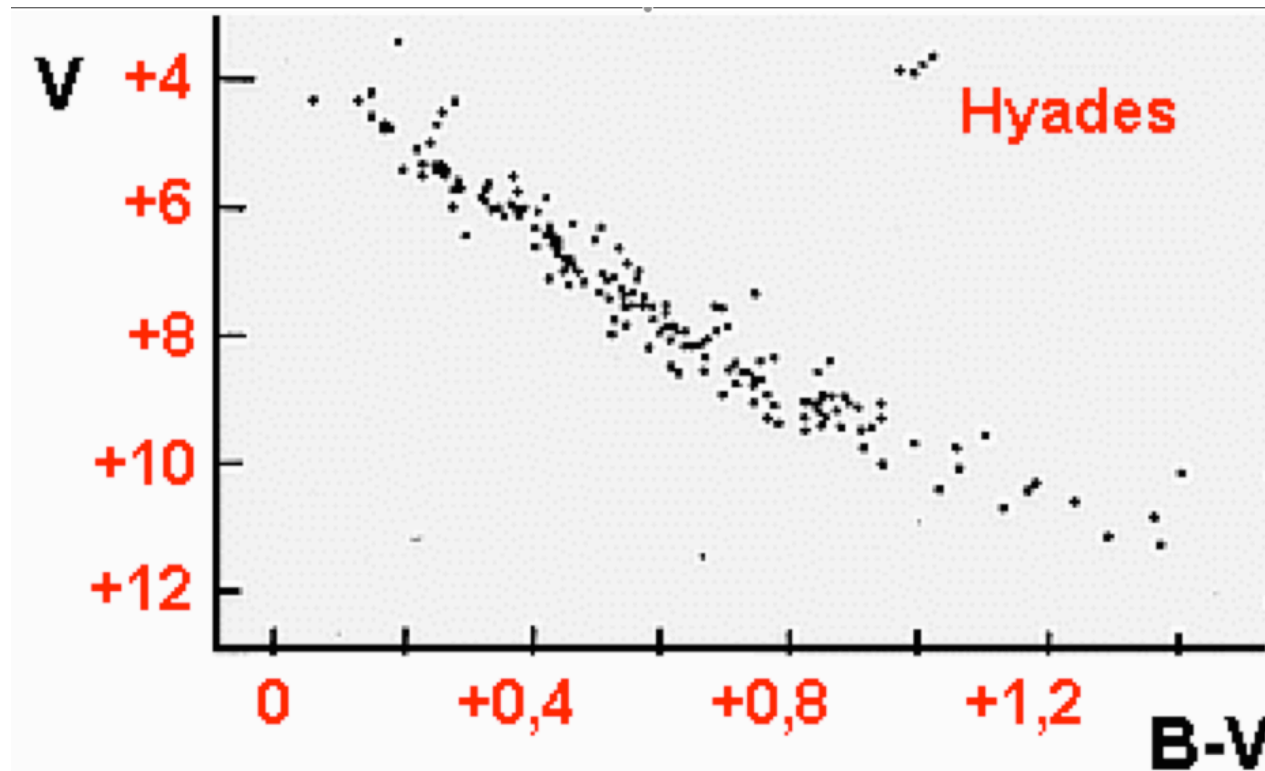
Uma dificuldade comum para se montar um diagrama HR é a determinação da distância às estrelas. Essa dificuldade pode ser evitada se estudarmos estrelas que pertencem a aglomerados

Aglomerados \rightarrow grupos de estrelas ligadas gravitacionalmente.

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

Ponto fundamental \rightarrow as estrelas do aglomerado têm a mesma idade!

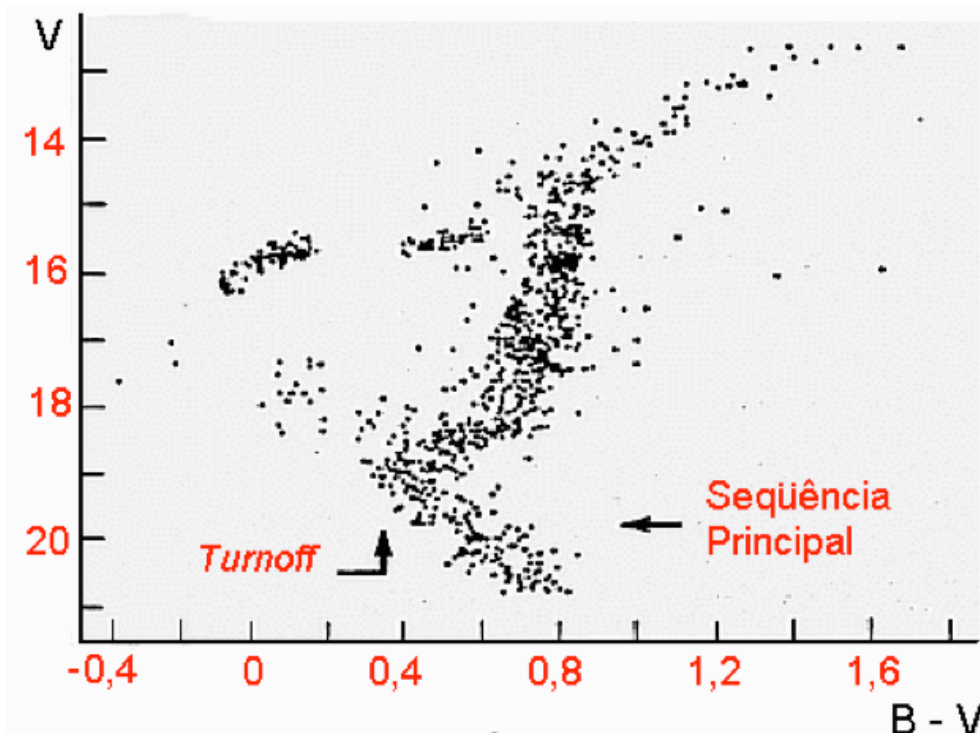
Hyades: um aglomerado jovem



Idade: 100 milhões de anos

Praticamente todas as estrelas na seqüência principal

M3: um aglomerado velho



Idade: ~12 bilhões de anos

Grande concentração no ramo das gigantes (estrelas evoluídas)

Ponto de turnoff → fornece a idade do aglomerado

Diagramas HR de aglomerado possibilitam um teste crítico de modelos de evolução estelar por fornecerem a idade das estrelas do aglomerado