



Universidade Federal do ABC

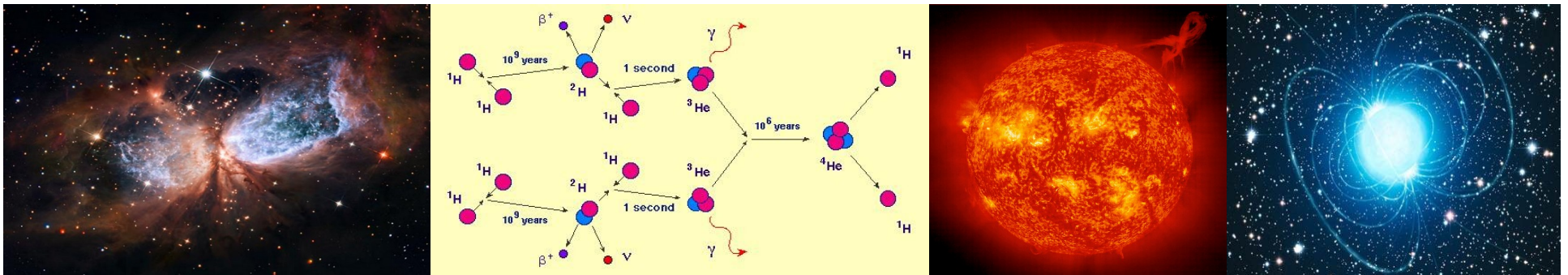
Introdução à Física Estelar

3. Classificação de Espectros

Prof. Pieter Westera

pieter.westera@ufabc.edu.br

<http://professor.ufabc.edu.br/~pieter.westera/Estelar.html>



Classificação Espectral de Estrelas

As propriedades de estrelas variam por muitas ordens de magnitudes:

- **Massas** de $0.072 M_{\odot}$ a $\sim 150 M_{\odot}$
- **Raios** de $\sim 0.12 R_{\odot}$ (um pouco maior que Júpiter)
a $\sim 1700 R_{\odot}$ ($1.2 \cdot 10^9$ km ou quase 8 AU)
- **Temperaturas** na superfície de 2000 K a 50 000 K
- **Luminosidades** de $\sim 10^{-5} L_{\odot}$ a $\sim 10^6 L_{\odot}$
- **Densidades** de $10^{-5} \text{ kg m}^{-3}$ ($\ll \rho_{\text{ar}}$!) a 5000 kg m^{-3} ($\sim \rho_{\oplus}$)
(mas Anãs Brancas têm $\sim 10^9 \text{ kg m}^{-3}$, e Estrelas de Nêutrons, $\sim 10^{17} \text{ kg m}^{-3}$)

=> Seria bom **botar ordem** para entendé-las.

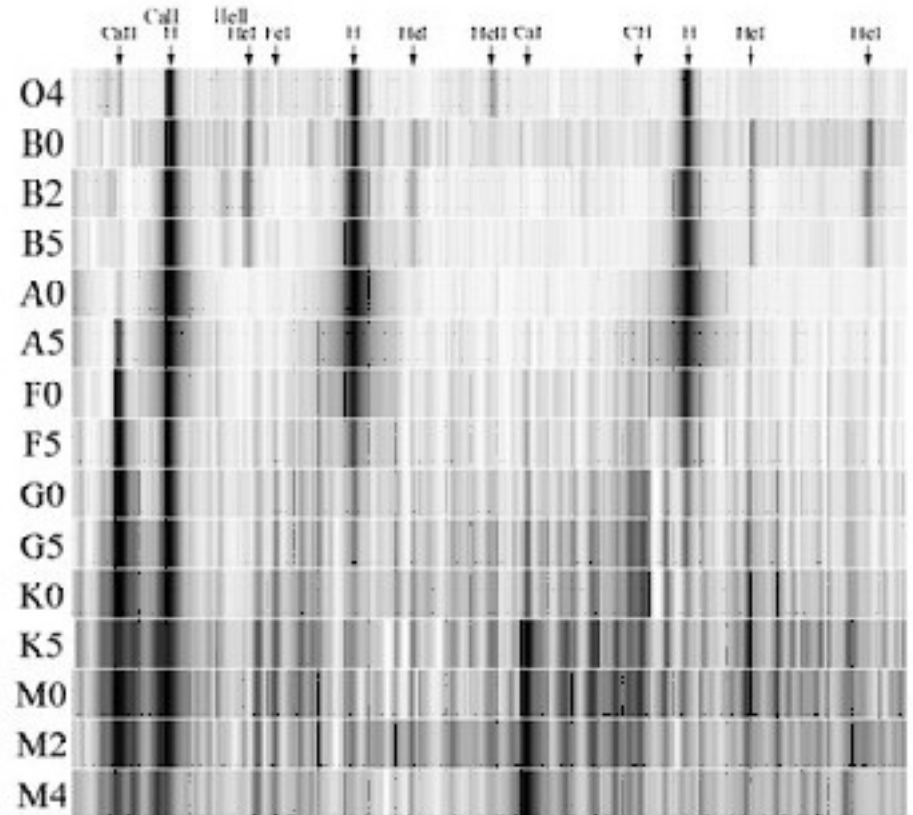
Tipos Espectrais de Estrelas

Nos anos 1890 em Harvard, Pickering e Fleming classificaram os **espectros** de **estrelas** de A a Q de acordo com as **intensidades** e **larguras** das **linhas** de absorção de **hidrogênio** (a série de Balmer).

Em 1901, Annie Jump Cannon colocou estas classes em uma ordem mais lógica, eliminou muitas, e subdividiu as que sobraram em subclasses decimais (i.e. A0 a A9):

O B A F G K M virou uma **sequência** em **temperatura**.

As estrelas no **começo** da sequência (O e B, as mais **quentes**) são, às vezes, chamadas **early-type**, "precoces", e as no **final**, **late-type**, "tardias".



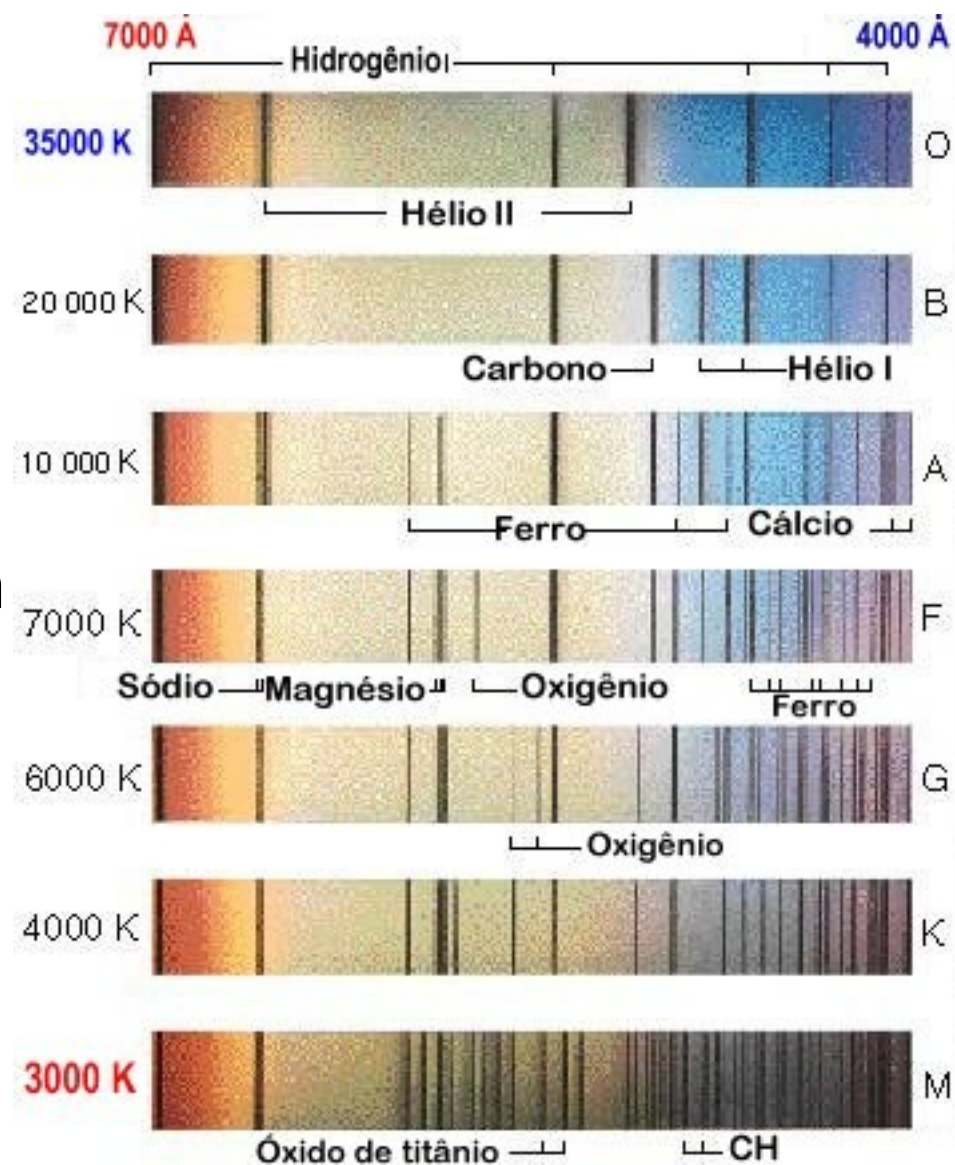
Tipos Espectrais de Estrelas

A sequência pode ser memorizada pela frase inglesa (e um pouco politicamente incorreta)

Oh, Be A Fine Girl / Kiss Me.

(Para quem prefere, o *Girl* pode ser substituído por *Guy*).

Mais recentemente, adicionaram as classes L e T para estrelas muito "frias" (< 2500 K) e Anãs Marrons, além da M (pouco usadas e não mostradas aqui). A frase mnemônica pode ser acrescentada por *Less Talk*.



Tipos Espectrais de Estrelas

Tipos de Estrelas, Segundo a Classificação de Havard					
Tipo	Temperatura	Cor da Estrela	Peso	Tamanho	Luminosidade
O	de 30.000°C a 60.000°C	Azul	64 M	16 R	1.400.000 L
B	de 10.000°C a 30.000°C	Azul-Claro	18 M	7 R	20.000 L
A	de 7.500°C a 10.000°C	Branco	3,1 M	2,1 R	40 L
F	de 6.000°C a 7.500°C	Amarelo-Claro	1,7 M	1,4 R	6 L
G	de 5.000°C a 6.000°C	Amarelo *	1,1 M	1,1 R	1,2 L
K	de 3.500°C a 5.000°C	Laranja	0,8 M	0,9 R	0,4 L
M	de 2.000°C a 3.500°C	Vermelho	0,4 M	0,5 R	0,04 L



As limites em temperatura, massa, etc. podem variar, dependendo da fonte.
 *O **Sol** é tipo **G2** neste esquema.

Tipos Espectrais de Estrelas

Por que as linhas de absorção de **Balmer** são as mais **fortes** para estrelas com **temperatura ~9500 K** (tipo A0)?

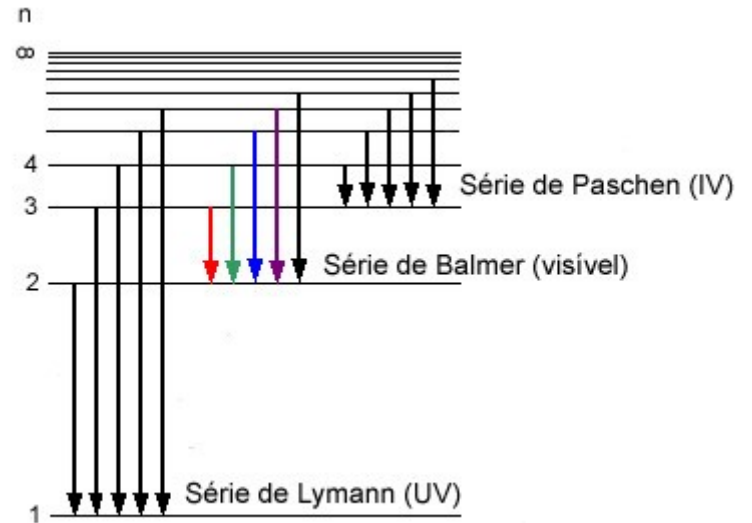
Será que estas estrelas contêm mais hidrogênio nas suas atmosferas?

Improável. **Todas** as **estrelas** da amostra original, da **vizinhança solar**, foram formadas de **material similar**, o montante de hidrogênio variando muito pouco entre as estrelas, e não há motivos, por que as estrelas de 9000 K teriam perdido menos hidrogênio que as de temperatura maior e as de temperatura menor.

Tipos Espectrais de Estrelas

O motivo é outro: As linhas de **Balmer** aparecem (em absorção), quando um **elétron** é **excitado** do nível $n = 2$ para um nível mais alto.

=> As linhas são **fortes** para estrelas que têm muitos átomos de hidrogênio **no primeiro estado excitado** nas suas atmosferas.



Tipos Espectrais de Estrelas

Lembrando (FeTerm) que as **velocidades** das partículas na atmosfera da estrela seguem a **distribuição de Boltzmann**.

$$f(v) = \sqrt{\left(\frac{m}{2\pi kT}\right)^3} 4\pi v^2 \exp\left(\frac{-mv^2}{2kT}\right), \text{ onde}$$

m = massa das partículas

k (ou k_B) = constante de

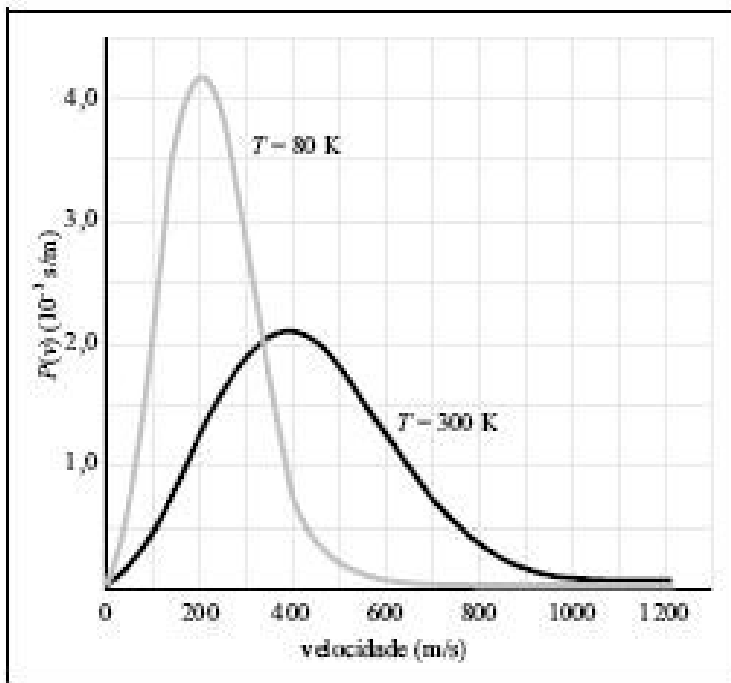
Boltzmann = $1.38 \cdot 10^{-23}$ J/K

=> velocidade mais provável
(pico da distribuição):

$$v_{mp} = \sqrt{2k_B T/m}$$

velocidade média quadrática
(corresponde à energia
cinética média):

$$v_{rms} = \sqrt{3k_B T/m}$$



Tipos Espectrais de Estrelas

Em consequência, quanto **maior** é a **temperatura**, tanto maior é a energia cinética das partículas, tanto **mais partículas** estarão em **estados excitados** devido a choques entre as partículas.

Pra razão entre os números de átomos em estados a e b vale a **Equação de Boltzmann**:

$$N_b/N_a = e^{-E_b/kT} / e^{-E_a/kT} = e^{(E_a-E_b)/kT}$$

ou, se os níveis a e b são **degenerados** g_a resp. g_b

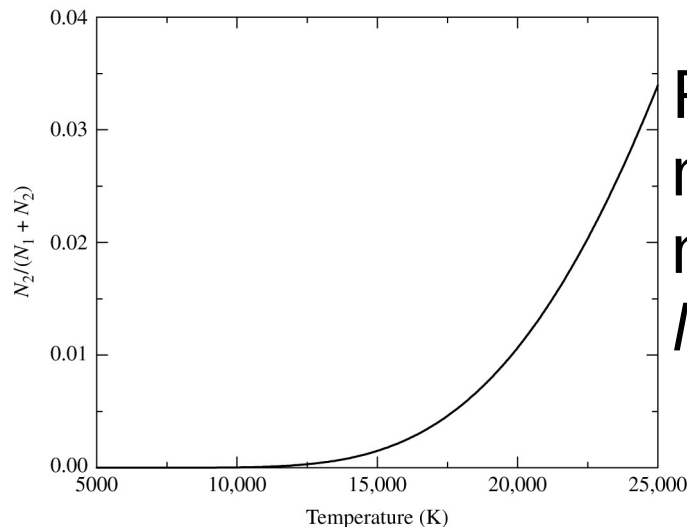
vezes:
$$\frac{N_b}{N_a} = \left(\frac{g_b}{g_a}\right) \left(e^{-(E_b-E_a)/kT}\right)$$

Tipos Espectrais de Estrelas

No nosso exemplo do hidrogênio: Quanto maior T , tanto mais átomos se encontram no estado excitado $n = 2$ **em relação ao número de átomos no estado fundamental** ($n = 1$).

Numericamente (\Rightarrow física quântica):

$$g_1 = 2, g_2 = 8, E_1 = -E_0 = -13.6 \text{ eV}, E_2 = E_1/2^2 = -3.4 \text{ eV}$$



Razão

no. de átomos no estado $n = 2$:
no. de átomos nos dois estados,
 $N_2/(N_1+N_2)$

\Rightarrow A **intensidade** das linhas de **Balmer** deve **aumentar** com a **temperatura**.

Por que ela aumenta só até $T \approx 9500 \text{ K}$?

Tipos Espectrais de Estrelas

Por que, para **temperaturas** muito **altas** ($> 10\,000\text{ K}$), a maior parte do hidrogênio é **ionizado**.

Para **estimar** a **fração** dos **átomos** em **estado ionizado**, precisamos calcular as **funções de partição** Z para os **estados inicial** e **final** da ionização (no nosso caso, H neutro = H I e H^+ = H II):

$$Z = \sum_{j=1}^{\infty} g_j e^{-(E_j - E_1)/kT}$$

A função de partição é basicamente a **soma ponderada** do **número** de **estados** possíveis do **átomo** ou **íon**.

Tipos Espectrais de Estrelas

Usando as funções de partição antes e depois da ionização, Z_i e Z_{i+1} , a **razão** dos números de átomos nos estados $i+1$ e i é (χ_i = energia de ionização a partir do estado fundamental) é

$$\frac{N_{i+1}}{N_i} = \frac{2Z_{i+1}}{n_e Z_i} \left(\frac{2\pi m_e kT}{h^2} \right)^{3/2} e^{-\chi_i/kT}$$

chamada **equação de Saha**.

A parte $Z_{i+1}/Z_i \cdot e^{-\chi_i/kT}$ é **análoga** à equação de **Boltzmann**, e n_e é a **densidade de elétrons livres**.

O fator 2 no numerador também tem a ver com os elétrons livres (com seus dois estados de **spin**), assim como o fator $(2\pi m_e k_B T/h^2)^{3/2}$.

Tipos Espectrais de Estrelas

De certa forma, é lógico, a **densidade** de **elétrons livres** aparecer na equação (no denominador), já que elétrons livres **dificultam** a **ionização**, resp. **facilitam** a **re-combinação**.

Às vezes se usa a **pressão** P_e dos elétrons livres em lugar da densidade destes.

Já que, pela lei dos gases perfeitos, $P_e = n_e k_B T$:

$$\frac{N_{i+1}}{N_i} = \frac{2kT Z_{i+1}}{P_e Z_i} \left(\frac{2\pi m_e kT}{h^2} \right)^{3/2} e^{-\chi_i/kT}$$

Tipos Espectrais de Estrelas

No nosso exemplo do **hidrogênio** (H I e H II) temos:

- $\chi_i = 13.6 \text{ eV}$

- Existe apenas um “estado” de H II, o **próton isolado**

$\Rightarrow Z_{II} = 1$

- Para **H neutro**, nas temperaturas aqui tratadas os

estados excitados entram com **peso** $e^{-(E_j - E_1)/kT}$

praticamente **zero**,

e o **estado fundamental**, com **peso** $e^{-(E_j - E_1)/kT} = 1$

(já que $E_j = E_1$),

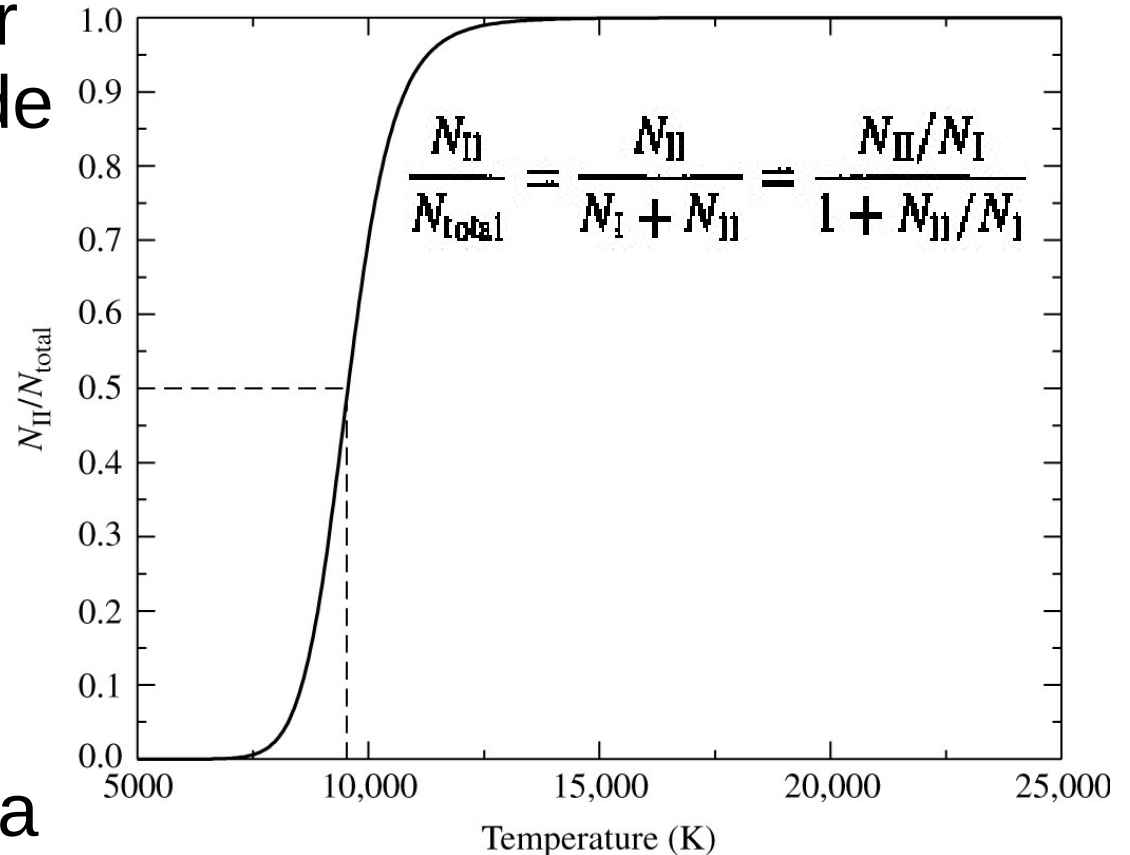
e existem **dois estados fundamentais**, correspondendo às duas orientações do spin do elétron

$\Rightarrow Z_I \approx 2 \cdot 1 = 2$

Tipos Espectrais de Estrelas

Supondo para simplificar $P_e = 20 \text{ N m}^{-2}$ (na verdade deveríamos usar $n_e = n_{\text{H II}}$, mas o valor é razoável), a equação de Saha revela que, **a partir** de $\sim 9600 \text{ K}$, a maioria dos átomos de H são **ionizados**.

O gráfico também mostra que a faixa de **transição** entre H neutro e H ionizado é bastante **estreita**, implicando em **zonas** de **ionização** parcial bastante **finas** nas **atmosferas** das **estrelas**.



Tipos Espectrais de Estrelas

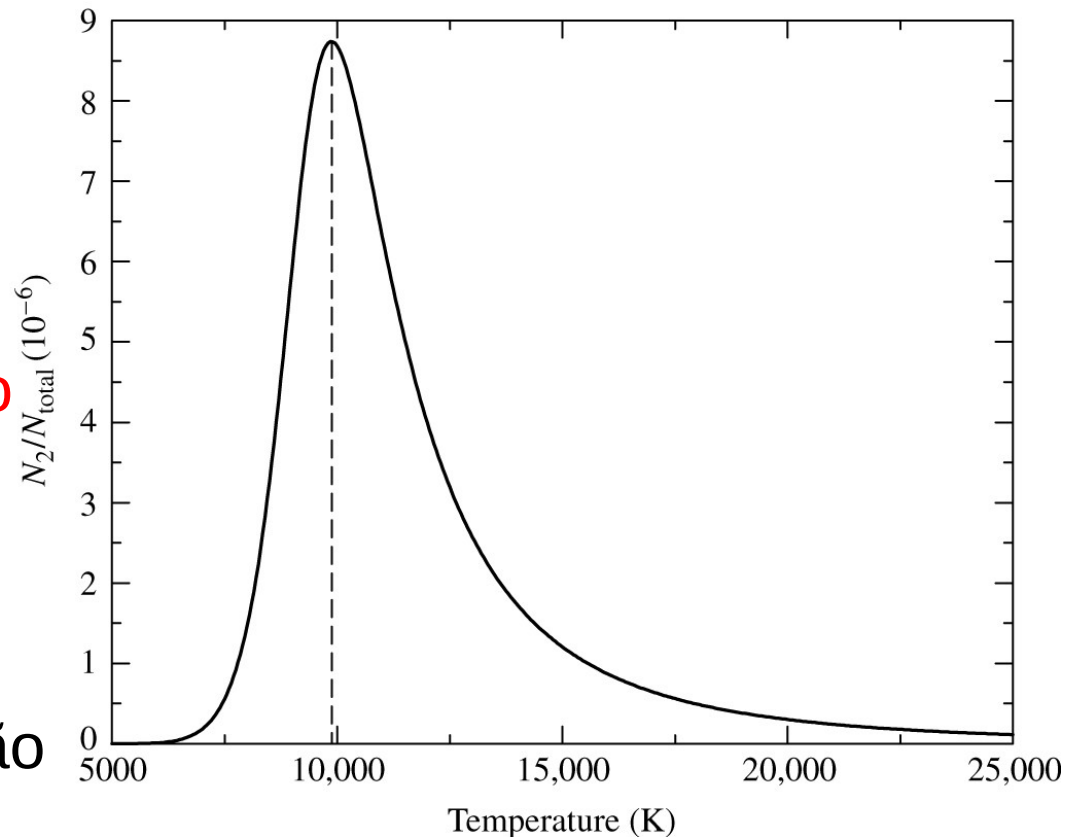
Combinando as equações de Boltzmann e Saha

Pico em ~ 9900 K, próximo ao valor observado.

Discrepâncias com esta teoria simples vêm dos fatos

- que a **atmosfera não é H puro** (há um átomo de He para cada 10 átomos de H, e elementos mais pesados), elevando n_e
=> A temperatura de ionização aumenta

- que as distribuição de Boltzmann e equações de Boltzmann e Saha são válidas apenas para atmosferas em **equilíbrio termodinâmico** (=> mais pra frente), o que pode não ser o caso.

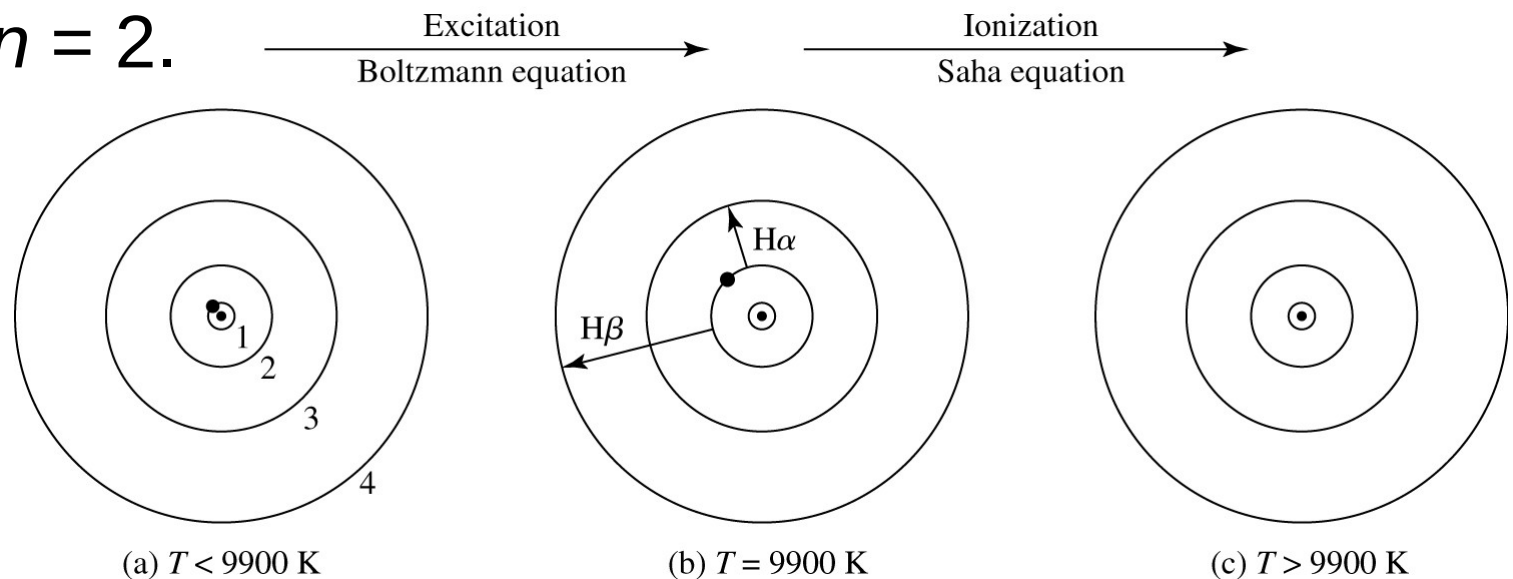


Tipos Espectrais de Estrelas

Em resumo: Para **temperaturas** muito **baixas**, os átomos de hidrogênio não estão com $n = 2$, ou seja, aptos para causarem linhas de Balmer, por estarem no **estado fundamental**,

e para temperaturas muito **altas**, eles não estão com $n = 2$ por estarem **ionizados**.

Entre os dois, em $T = 9900$ K há um **máximo** de átomos de H com $n = 2$.



Tipos Espectrais de Estrelas

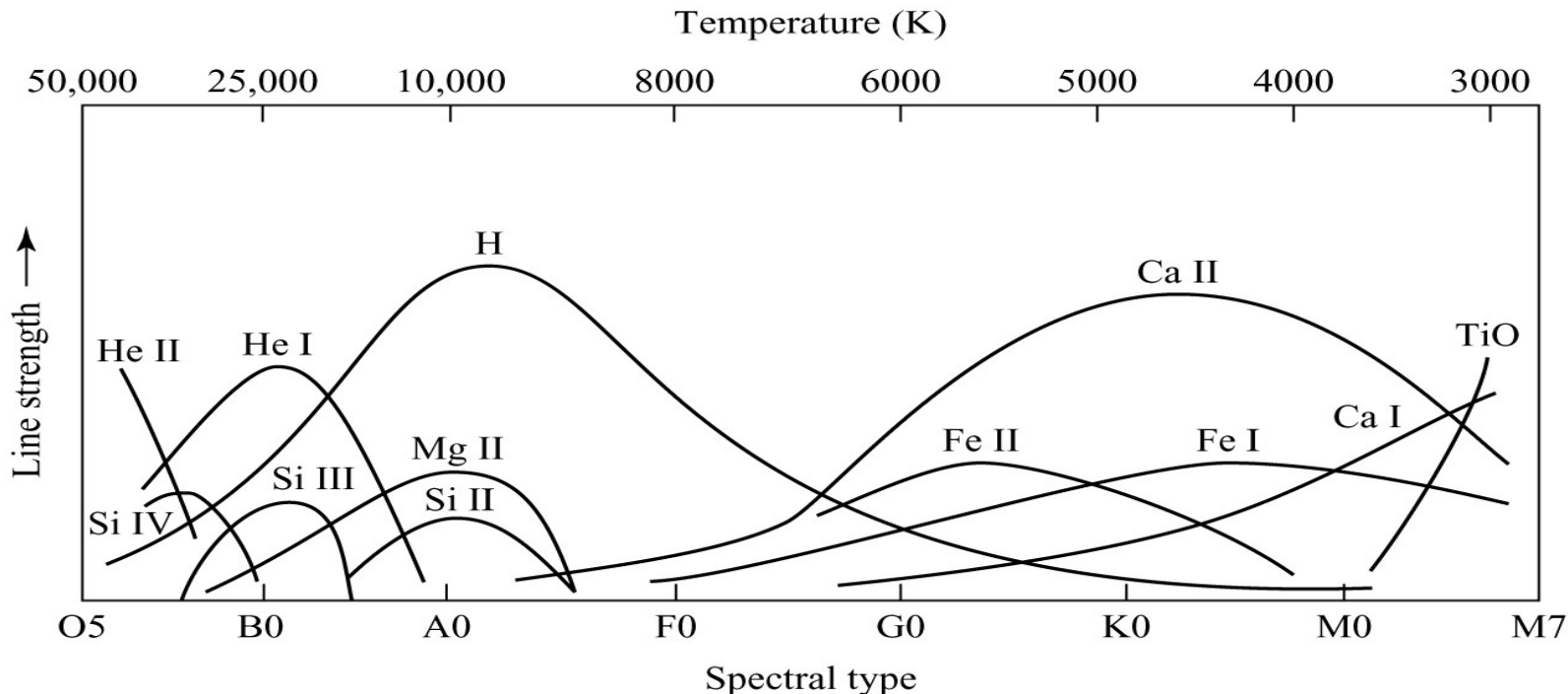
Para o **Sol**, com $T = 5777$ K na “superfície”, achamos que $5.06 \cdot 10^{-9}$ dos **átomos** de **H** estão no estado $n = 2$, podendo, portanto, causar **linhas** de **Balmer** em **absorção**.

Fazendo o mesmo cálculo para a linha do **cálcio ionizado** **Ca II K**, linha a partir do **estado fundamental** deste **íon** ($E_2 - E_1 = 3.12$ eV, $\chi_i = 6.11$ eV, $Z_I = 1.32$, $Z_{II} = 2.30$) mostra, que 1 em cada 919 átomos de cálcio não está ionizado, que 1 em cada 265 íons não está no estado fundamental e, portanto, que **0.995** dos átomos de **Ca** estão **disponíveis** para causar a linha. Há $(500\,000 \times 5.06 \cdot 10^{-9})^{-1} = 395$ mais íons de Ca II com $n = 1$ que átomos de H com $n = 2$.

Isto explica, por que esta linha é mais **forte** que as de Balmer no espectro do Sol, apesar de que **cálcio** é $\sim 500\,000$ vezes **menos abundante** na atmosfera do Sol.

Tipos Espectrais de Estrelas

=> !! As **intensidades** das linhas espectrais **não** refletem simplesmente as **abundâncias** dos elementos. Estas influenciam também, mas outros fatores como **temperatura** e “seção de choque” pra absorção de fótons têm uma **influência** muito **maior** !!



Intensidades de algumas linhas espectrais em função da temperatura / tipo espectral

O Diagrama de Hertzsprung-Russell

O Diagrama de Hertzsprung-Russell (HR) é uma ferramenta muito usada na área da evolução estelar.

Conhecendo as temperatura de superfície e luminosidade de uma estrela, podemos posicioná-la no diagrama. => cada ponto representa uma estrela.

! A temperatura aumenta de direito para esquerda.

Às vezes, se usa os tipos espectrais O B A F G K M para rotular o eixo x, já que estes são correlacionados com a temperatura.

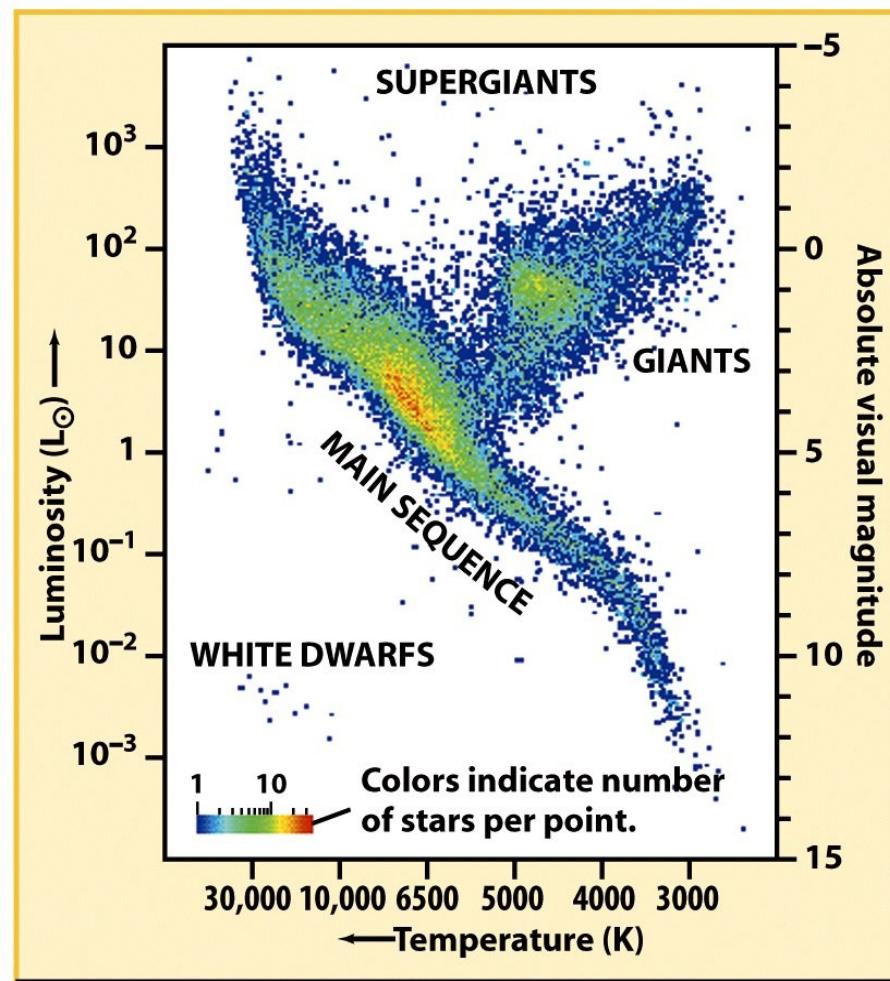


Diagrama HR das estrelas na vizinhança solar

O Diagrama de Hertzsprung-Russell

Porém, **temperatura** e **luminosidade** de uma estrela **não** são diretamente **observáveis**.

Como conseguir o diagrama Hertzsprung-Russell de um determinado conjunto de estrelas (a vizinhança solar, um aglomerado estelar, ...), então?

1ª aula:

- A **magnitude absoluta** em alguma banda, p. e. M_V , é uma medida para a **luminosidade** (se teria que aplicar a correção bolométrica, mas esta normalmente é pequena).

- Uma **cor**, p. e. $B - V$ é uma medida para a **temperatura**.

=> **Medir** as **magnitudes** das **estrelas** em **duas bandas**, p. e. m_B e m_V , e determinar o **módulo de distância**, $m - M$, por exemplo por paralaxe (no caso da vizinhança solar)

=> $M_V = m_V - (m - M)$, $B - V = m_B - m_V$

O Diagrama de Hertzsprung-Russell

Assim se cria o **Diagrama Cor-Magnitude** (CMD), também chamado **Diagrama de Hertzsprung-Russell Observacional**, que, então, é uma “**tradução**” do **diagrama HR** para **grandezas observacionais**, e pode ser traduzido de volta **calibrando** as **relações** $M_V \Rightarrow L$ e $B - V \Rightarrow T$ usando estrelas de luminosidades e temperaturas conhecidas.

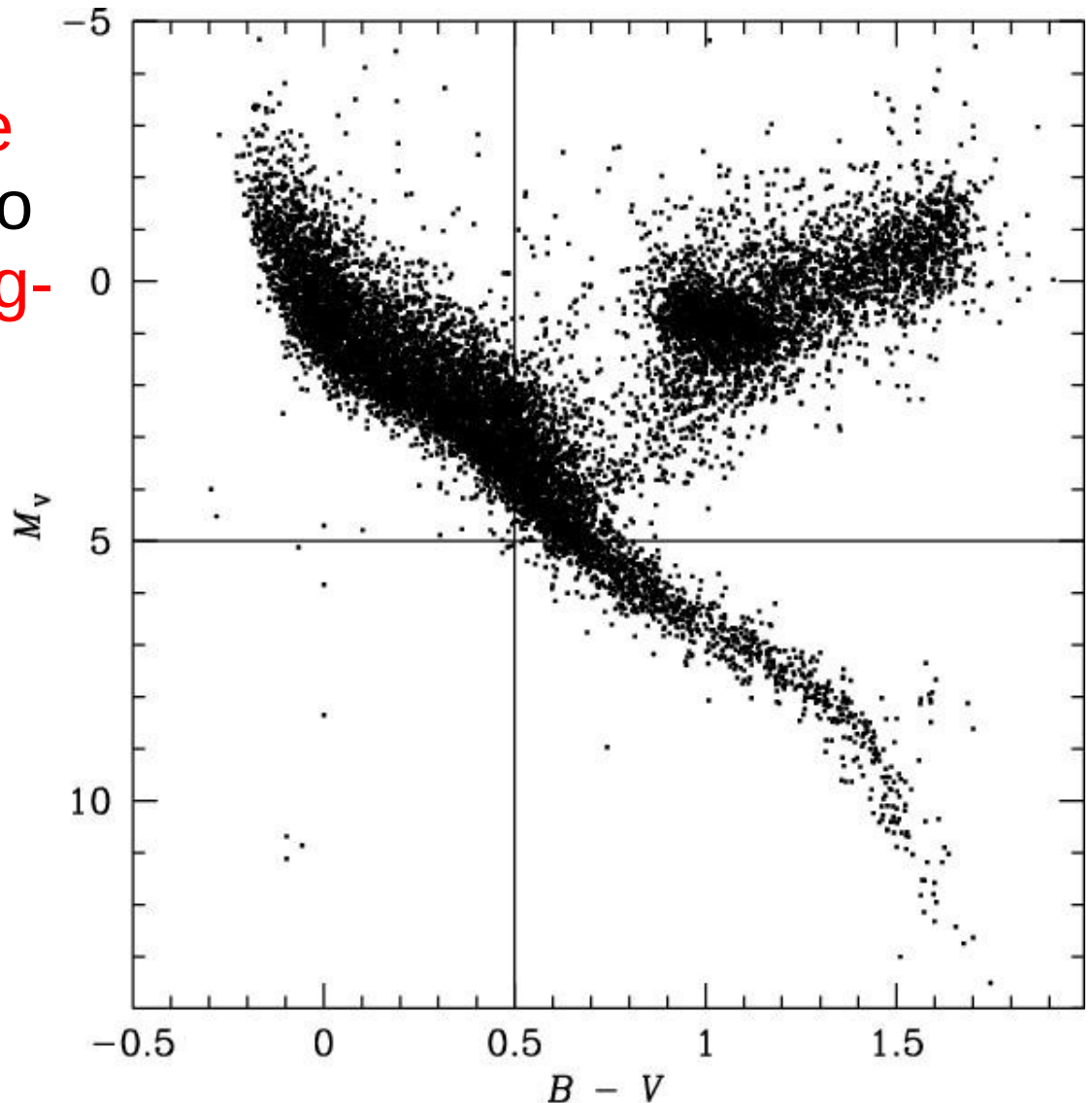
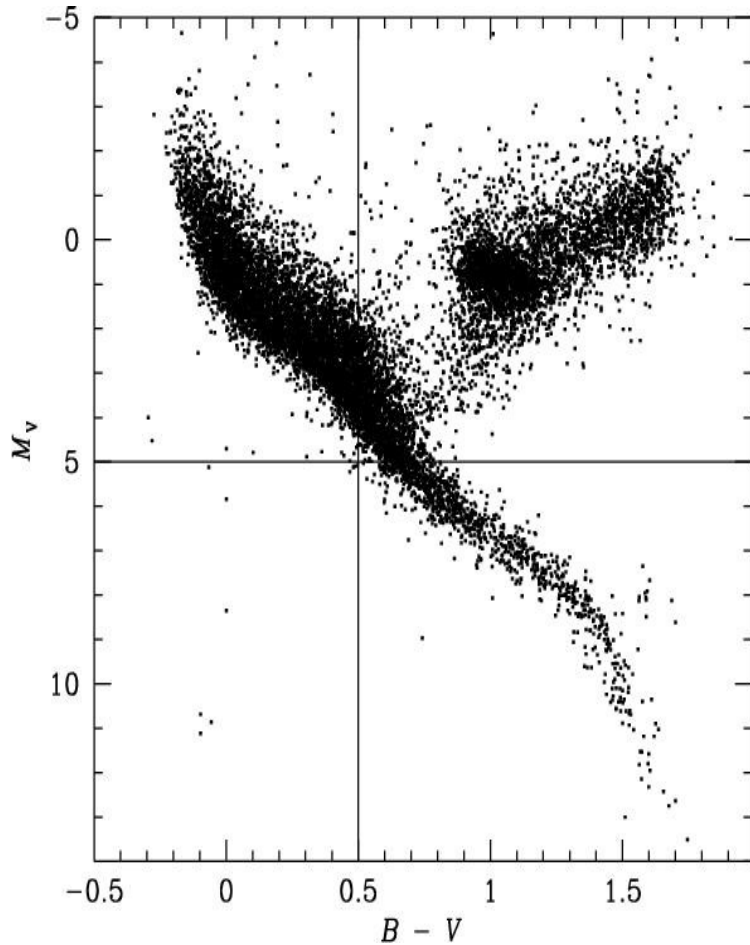


Diagrama cor-magnitude das estrelas na vizinhança solar

O Diagrama de Hertzsprung-Russell



CMD da vizinhança solar

\Rightarrow

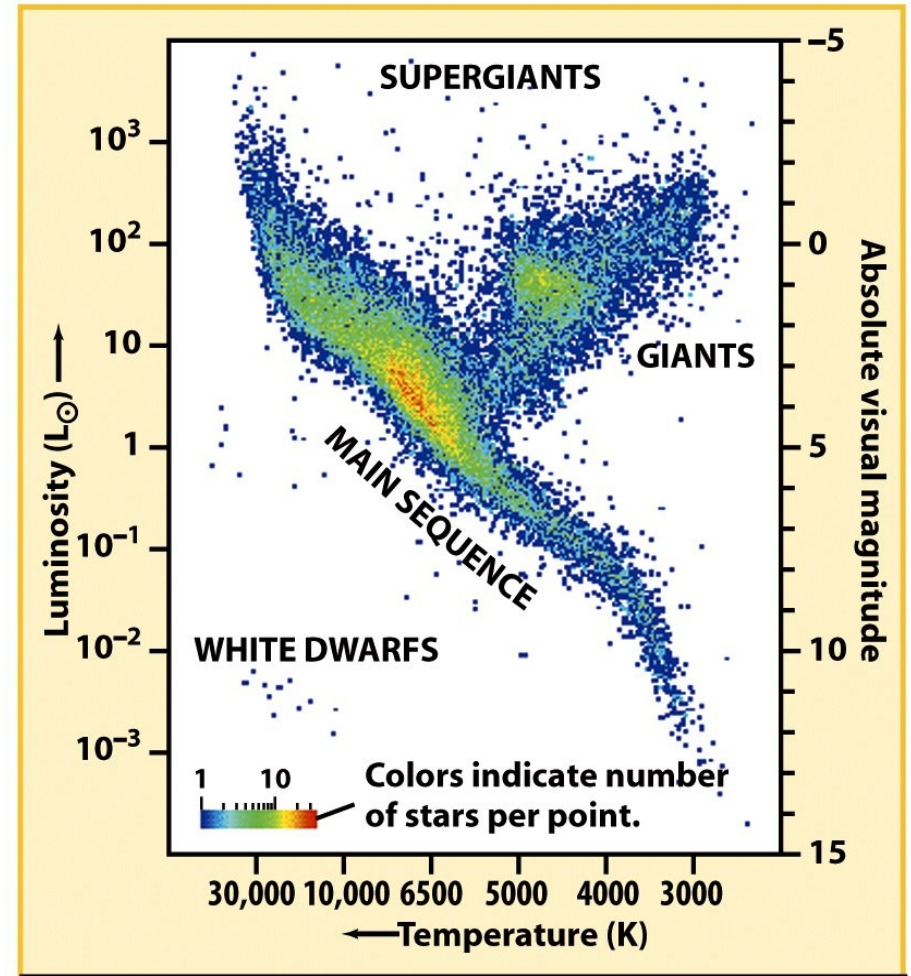
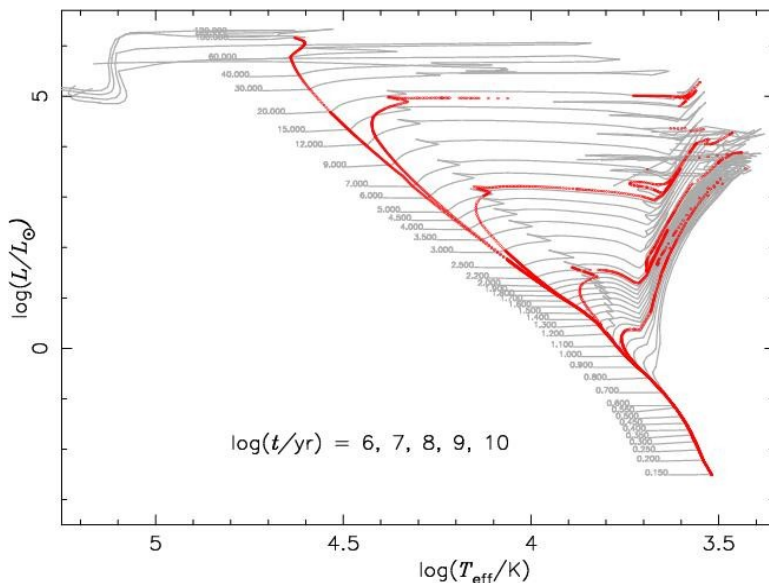


Diagrama HR da vizinhança solar

O Diagrama de Hertzsprung-Russell

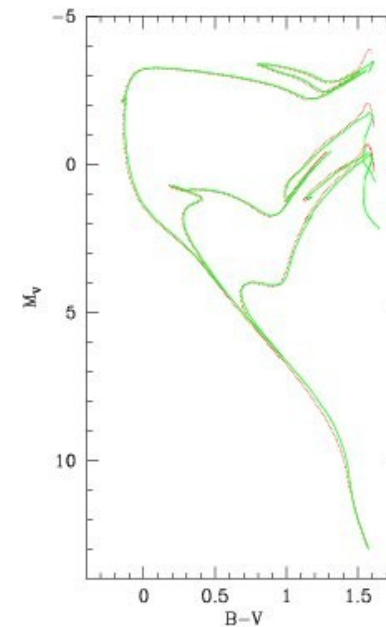
Na prática, é comum **trabalhar** diretamente no **diagrama cor-magnitude** para **comparar dados empíricos** com **modelos**.

Em lugar de tentar traduzir magnitudes e cores em luminosidades e temperaturas, pode-se transformar as **luminosidades** e **temperaturas** dos **modelos** em **magnitudes** e **cores teóricas**, **combinando** os **modelos estelares** com modelos que prevêm os **espectros** de estrelas com dada luminosidade e temperatura.



Modelos evolutivos de estrelas

=>
Modelos espectrais



magnitudes
e cores
previstas
pelos
modelos

O Diagrama de Hertzsprung-Russell

Voltando ao diagrama HR teórico:

A **posição** de uma estrela no **diagrama HR** também nos dá o seu **tamanho/raio**, já que pela **Lei de Stefan-Boltzmann** $L/A = \sigma T^4$ ($\sigma = 5.67 \cdot 10^{-8} \text{ W/m}^2\text{K}^4$) e $A = 4\pi R^2$

$$\Rightarrow R = \sqrt{A/4\pi} = \sqrt{L/4\pi\sigma \cdot T^{-2}}$$

No canto superior-direito, as estrelas têm o maior tamanho.

$$\Rightarrow R = \text{const. para } L \text{ prop. } T^4$$

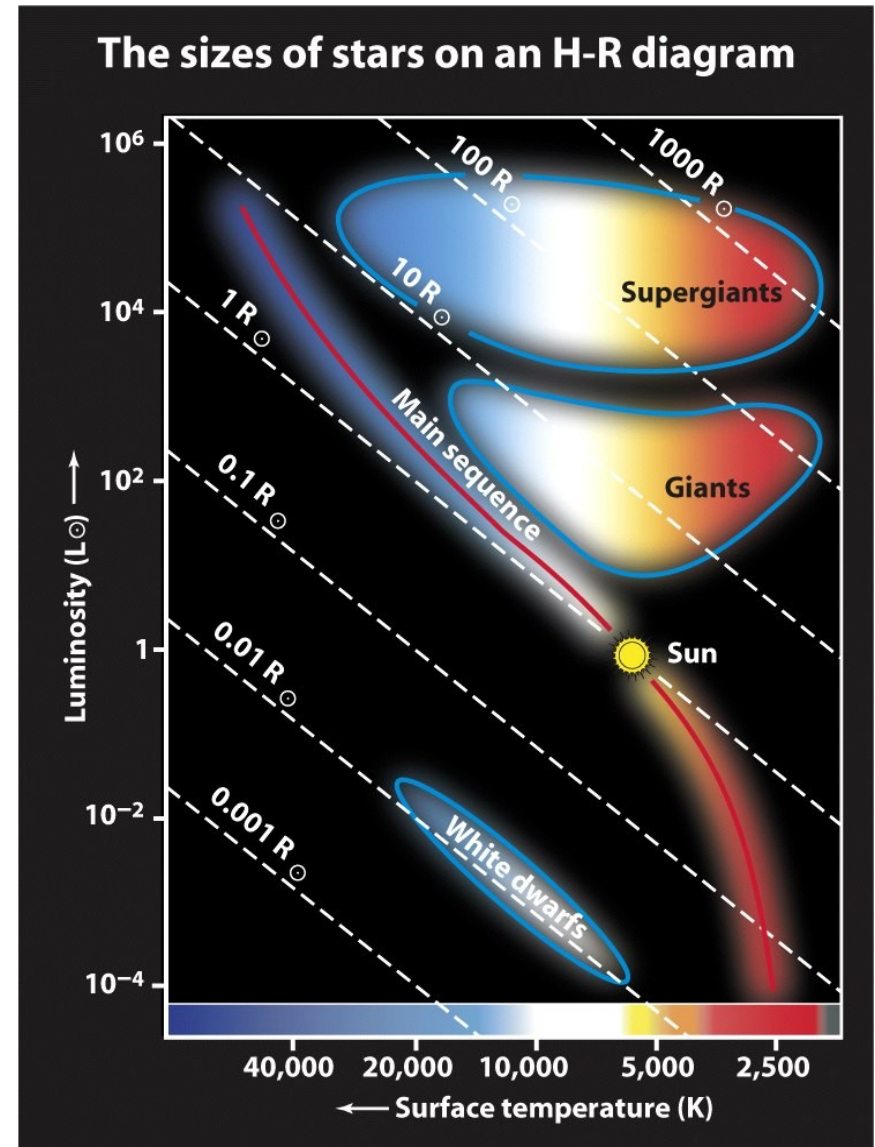


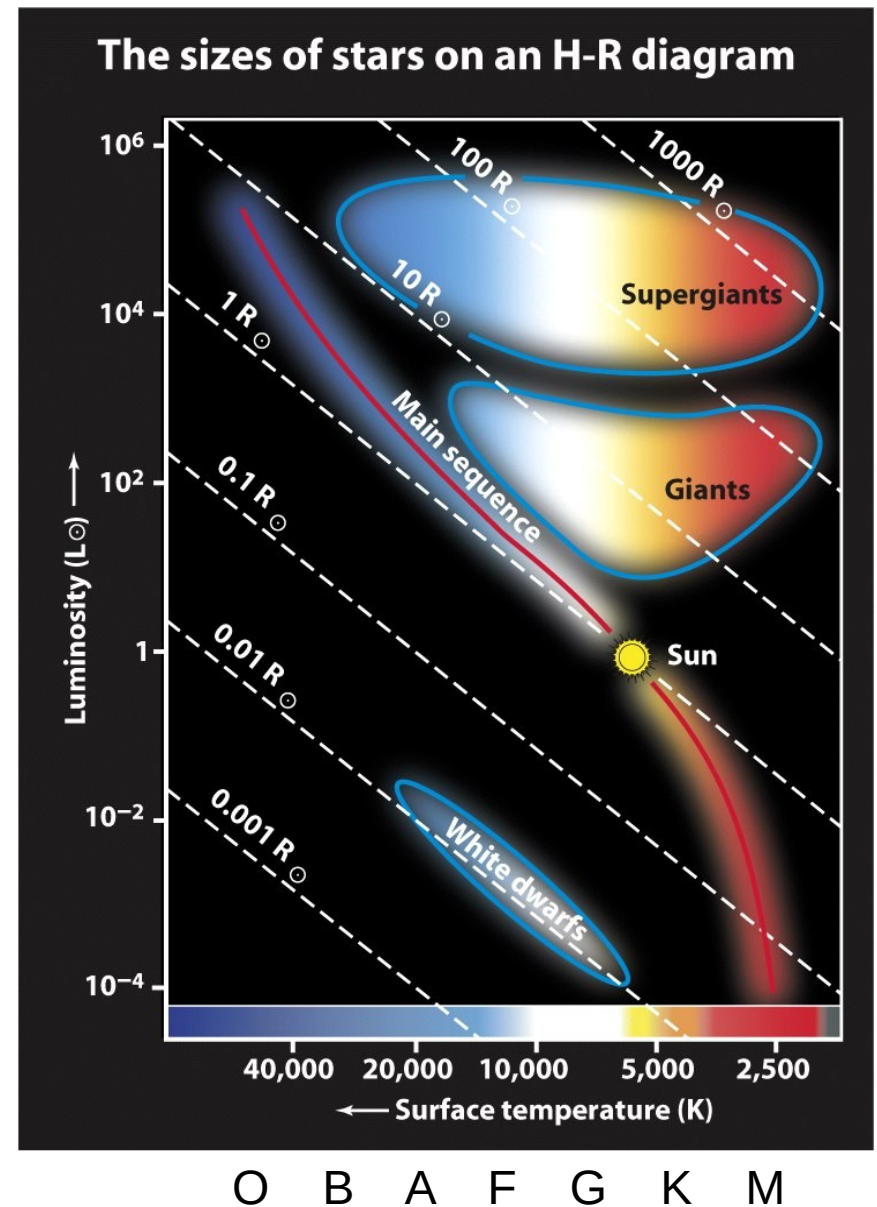
Figure 17-15b
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

O Diagrama de Hertzsprung-Russell

Classes de luminosidade de Morgan-Keenan

Morgan e Keenan se deram conta que podem existir estrelas com **tipos espectrais iguais**, mas **luminosidades** respectivamente **tamanhos** diferentes.

=> Eles definiram as **classes de luminosidades** de I (supergigantes) a V (anãs) como adições aos tipos espectrais.

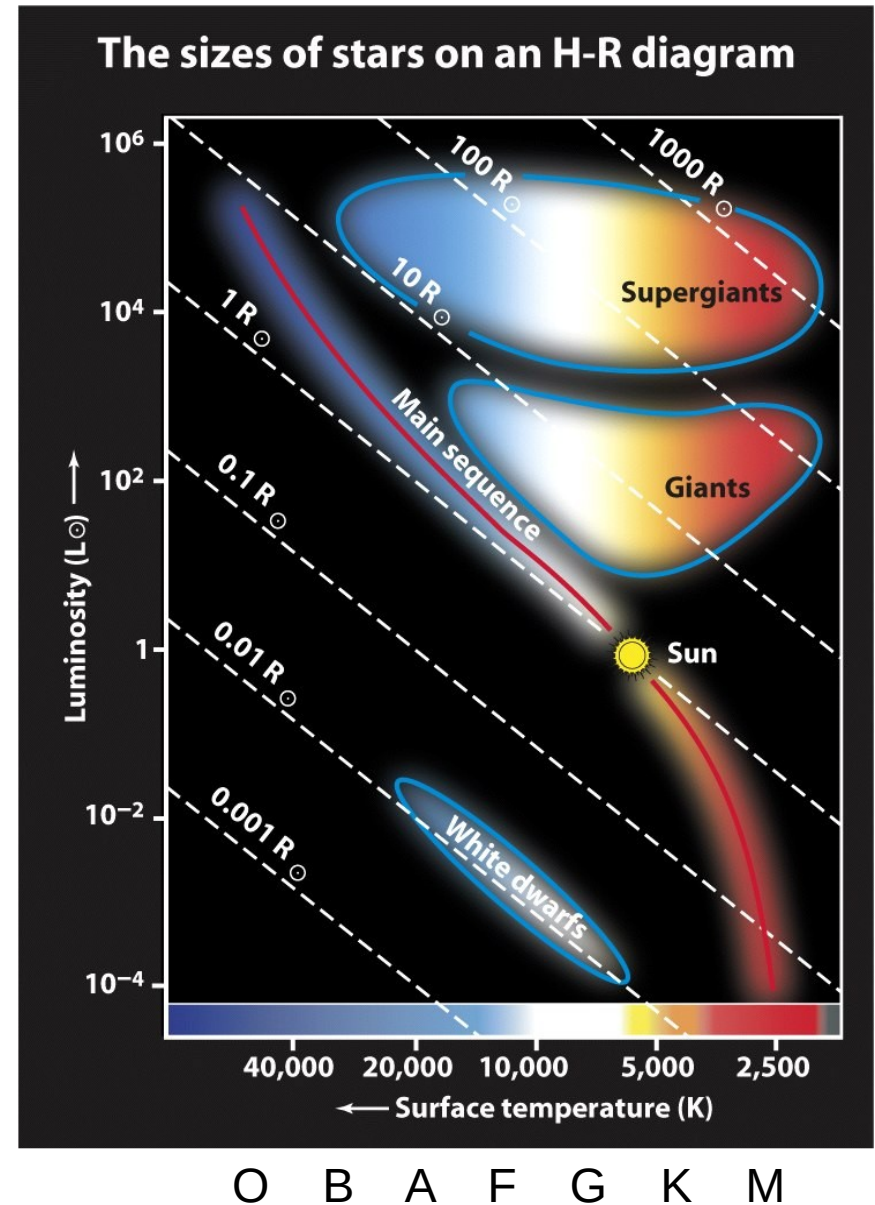


O Diagrama de Hertzsprung-Russell

Classes de luminosidade de Morgan-Keenan

Mais tarde a classe I foi subdividida em Ia e Ib e foram adicionadas as classes Ia-O, VI (ou sd) e D (ou VII).

Exemplos: o Sol é uma estrela anã e pode ser designada uma estrela G2 V, a gigante Betelgeuse é uma M2 Ia



O Diagrama de Hertzsprung-Russell

Classes de luminosidade de Morgan-Keenan

Ia-O: supergigantes extremamente luminosos ou hipergigantes

Ia: supergigantes luminosas

Ib: supergigantes menos luminosas

II: gigantes brilhantes

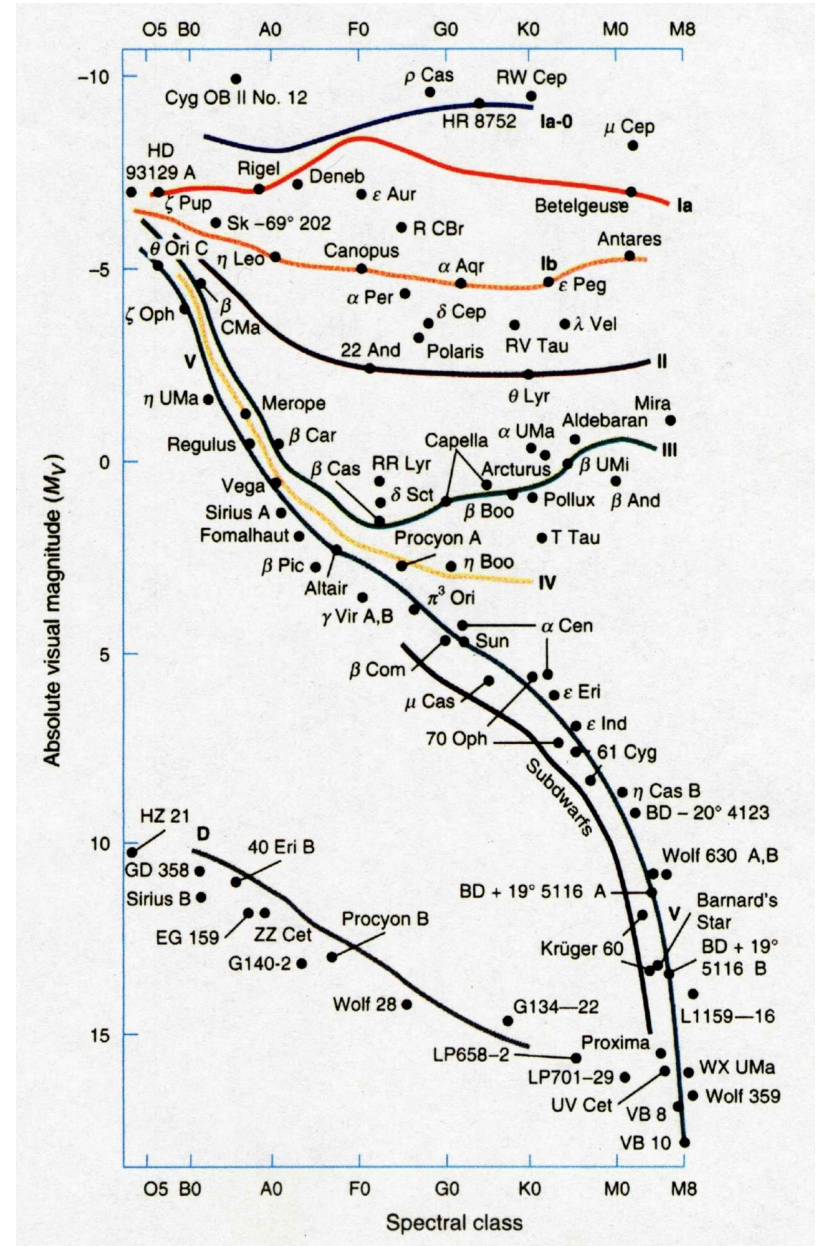
III: gigantes normais

IV: subgigantes

V: anãs (sequência principal)

VI ou sd: sub-anãs

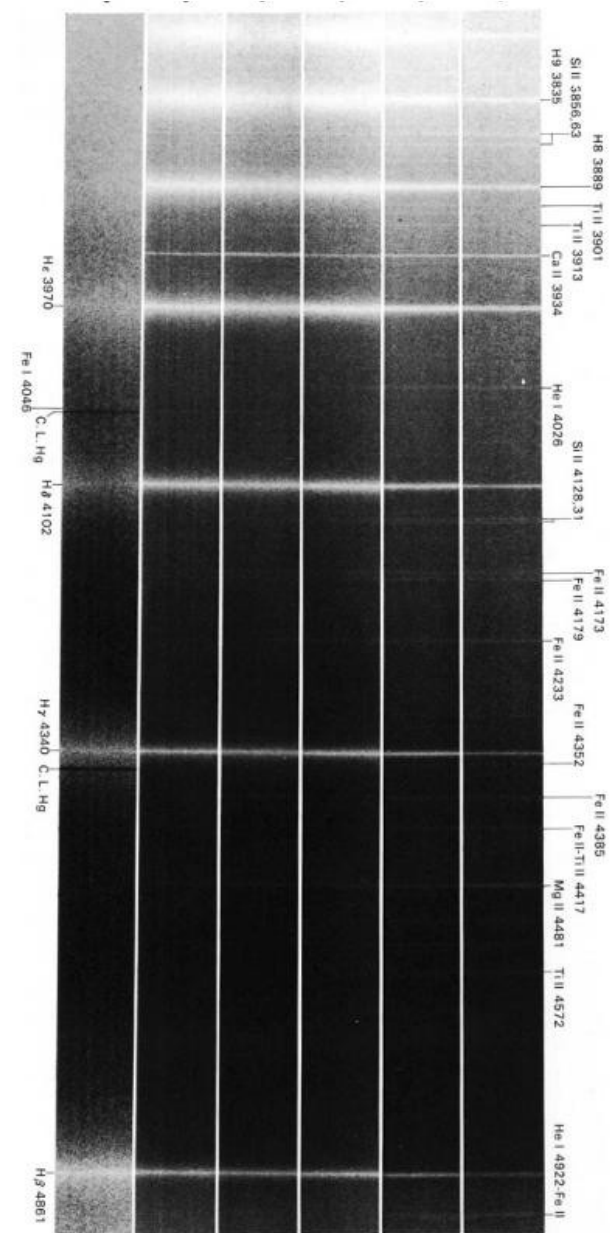
D (ou VII): Anãs Brancas



O Diagrama de Hertzsprung-Russell

Classes de luminosidade de Morgan-Keenan

Para estrelas do **mesmo tipo espectral** (aqui: A0), as **linhas espectrais são mais largas** nas estrelas **menos luminosas** (**menores**), por que estas têm **atmosferas mais densas**, naquelas **colisões** entre átomos são **mais frequentes**, fenômeno chamado **alargamento de pressão** (? , *pressure broadening*; => aulas 4 e 5, Atmosferas Estelares)



WD A0 V A0 IV A0 III A0 Ib A0 Ia

O Diagrama de Hertzsprung-Russell

Montando o diagrama para as estrelas da vizinhança solar, vemos que elas se agrupam em **ramos**.

E como interpretar isto?

Os ramos poderiam ser **sequências evolutivas**, ou corresponder a **estrelas** no mesmo **estágio**, mas com alguma outra propriedade variando ao longo do ramo (=> aulas Evolução Estelar, Anãs Brancas).

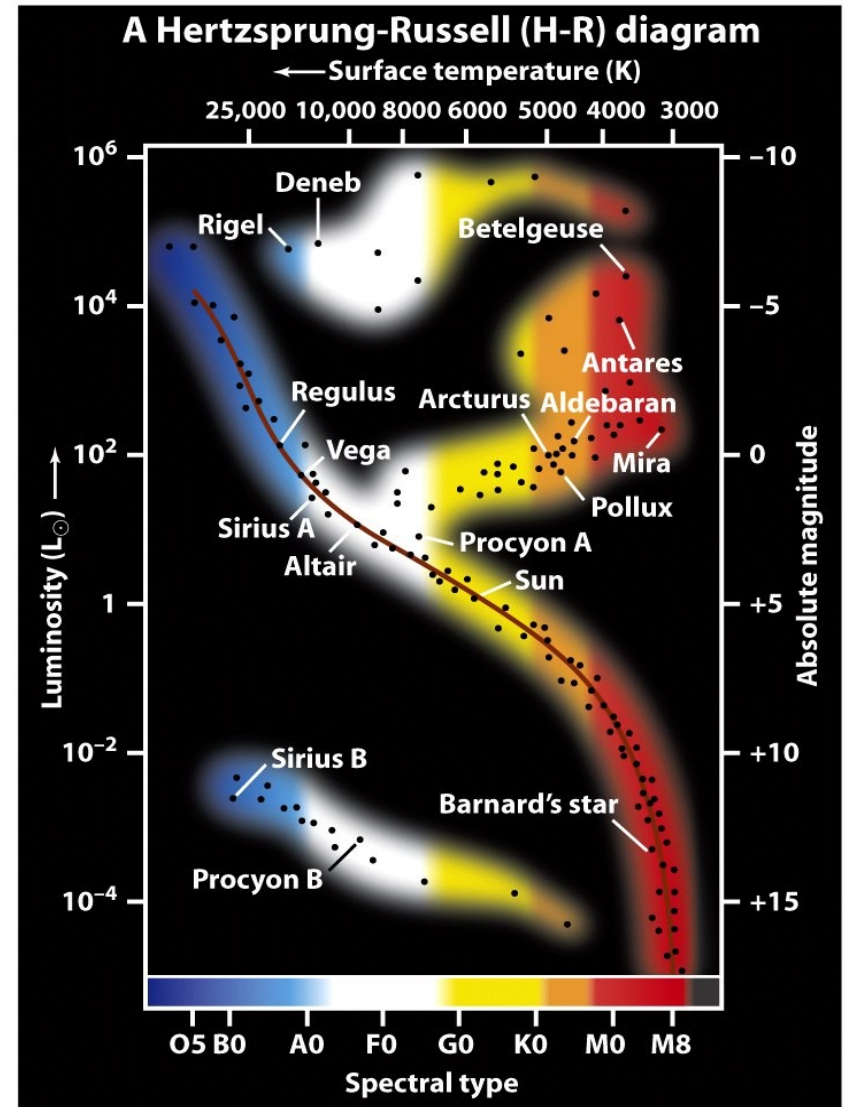


Figure 17-15a
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company



Universidade Federal do ABC

Introdução à Física Estelar

FIM PRA HOJE

