

Capítulo 10

ESTRELAS: CLASSIFICAÇÃO ESPECTRAL

Características Observacionais

Cor e Temperatura

Classificação Espectral

Seqüência de tipos espectrais

O Diagrama H-R

A Seqüência Principal

Populações estelares

Classes de Luminosidade

Bibliografia:

- Zeilik & Smith, 1987 “Introductory Astronomy & Astrophysics” (cap. 13)
- “Astronomia e Astrofísica” – IAG/USP, ed. W. Maciel (cap.11)
- Zeilik, 1976 “Astronomy: The Evolving Universe” (cap. 13)

CLASSIFICAÇÃO ESPECTRAL

Vamos agora estudar a classificação das estrelas em função de suas propriedades, como cor, temperatura superficial e características espectrais. Essa classificação utiliza o diagrama H-R, um gráfico que relaciona os parâmetros ligados a luminosidade e cor, para as diferentes categorias de estrelas.

Faremos uma descrição de como o diagrama H-R é construído e como ele pode ser usado na identificação das populações estelares.

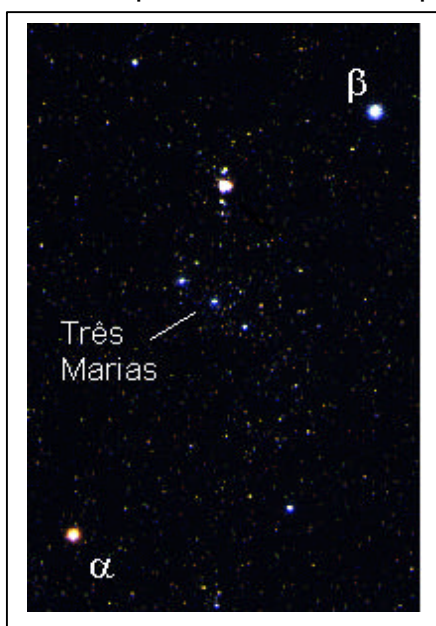
Características Observacionais

Como vimos anteriormente, a luminosidade é uma propriedade intrínseca da estrela, não depende de sua localização ou de seu movimento. Por outro lado, quando observamos uma estrela, nós não medimos a sua luminosidade, mas sim o seu fluxo, ou seja: a porção de energia detectada numa dada área de superfície coletora, num intervalo de tempo. Vimos também que o fluxo medido é diretamente proporcional à luminosidade e inversamente proporcional ao quadrado da distância.

Temperatura de Cor

Quando falamos da radiação das estrelas, que é emitida segundo a Lei de Planck para a radiação de corpo-negro, fizemos algumas aproximações que nos levaram à lei de Wien, a qual define o deslocamento do comprimento de onda correspondente ao máximo de radiação (λ_{\max}), em função da temperatura efetiva da estrela (T_{ef}), também chamada temperatura de cor, que pode ser expressa por $T_{ef} (K) = \frac{2,898 \times 10^7}{\lambda_{\max} (\text{Å})}$. Essa distribuição nos

mostra que estrelas mais quentes têm menor λ_{\max} e portanto devem ser mais azuis, enquanto que estrelas mais frias têm maior λ_{\max} e portanto devem ser mais vermelhas.



Quando olhamos para a constelação de Orion com um binóculo, podemos identificar a cor da estrela fria Betelgeuse (α), que é avermelhada, e da estrela quente Rigel (β), que é azulada. Entretanto, temos que realizar observações mais detalhadas para determinarmos suas temperaturas - 3000 K para Betelgeuse e 15000 K para Rigel. Discutiremos a seguir a classificação que é feita a partir do estudo detalhado do espectro das estrelas.

Figura 1. As diferentes cores das estrelas da constelação de Orion são facilmente identificadas. A estrela azulada (β) na parte superior à direita é Rigel e a estrela vermelha (α) mais abaixo, à esquerda, é Betelgeuse .

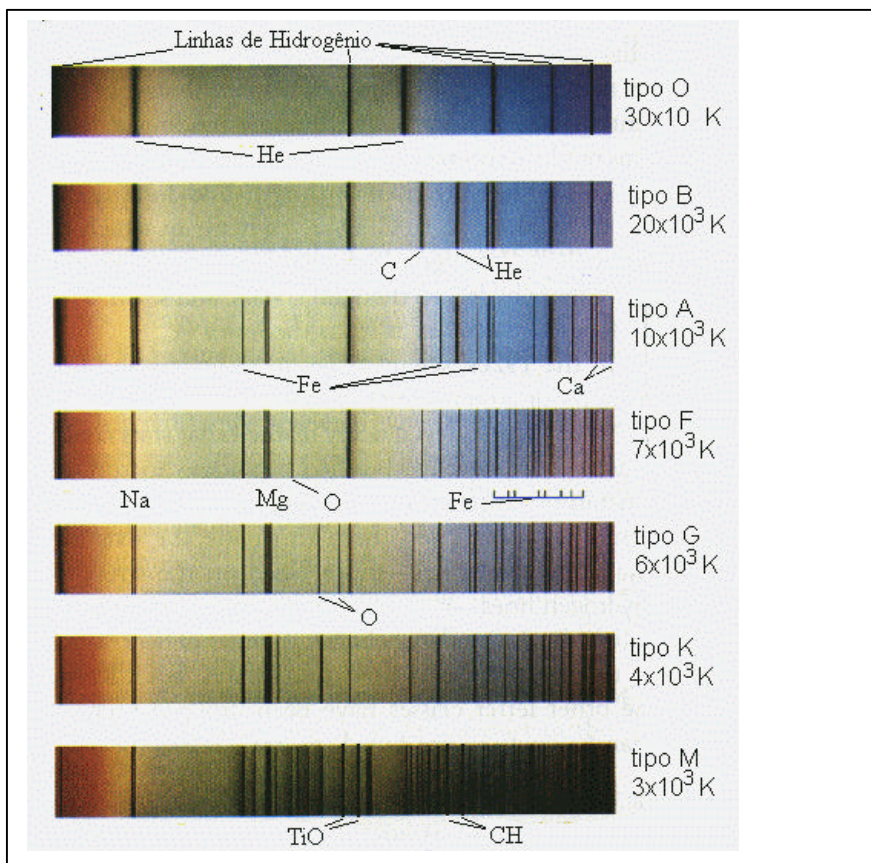
Classificação dos espectros estelares

Vimos que para obter o espectro de uma estrela, a sua radiação que chega no telescópio em forma de luz deve ser dispersada em comprimento de onda através de um espectrógrafo (da mesma forma que a luz branca é decomposta em várias cores ao passar por um prisma), e essa luz dispersada é então registrada, fotograficamente ou de forma eletrônica.

Pela comparação entre a posição das linhas espectrais da estrela observada e as linhas de um espectro de laboratório (lâmpada de calibração), podemos identificar seus comprimentos de onda e quais elementos propiciaram a formação das linhas.

Desta forma, estrelas sob condições físicas diferentes, devem necessariamente apresentar espectros diferentes. Na Figura 2 apresentamos espectros de 7 estrelas, observadas na região espectral de 400 a 700 nm. Todos os espectros apresentam linhas de absorção (aparecem escuras) sobrepostas a um contínuo, mas o padrão de linhas difere de um espectro para o outro, sendo que para determinados comprimentos de onda, em algumas estrelas as linhas aparecem mais fortes que em outras.

Neste caso, essas estrelas são semelhantes ao Sol, em termos de composição



química e as diferenças espectrais encontradas se devem unicamente às diferenças em temperatura. A primeira estrela no topo do diagrama tem 30000K, a segunda tem 20000K, continuando a diminuir até chegar na última abaixo, com temperatura de 3000K.

Figura 2. Espectros observados em 7 estrelas de diferentes temperaturas. No alto apresentam-se os espectros das mais quentes, que têm por exemplo linhas de hélio. Já nos espectros de estrelas mais frias (abaixo), essas mesmas linhas não aparecem.

Estrelas com temperatura superior a 25000K normalmente têm forte linha de absorção do He II (hélio uma vez ionizado) e de elementos mais pesados, com múltiplas ionizações, como oxigênio, nitrogênio e silício (essas linhas não se encontram nos espectros apresentados na Figura 2).

Essas fortes linhas não aparecem no espectro das estrelas mais frias, as quais não atingem as temperaturas necessárias para excitar e ionizar esses elementos. Por outro lado, as linhas de absorção do hidrogênio são relativamente mais fracas nas estrelas quentes. Essa ausência de linhas fortes não é devida a falta de hidrogênio (elemento muito abundante em todas as estrelas), mas se deve ao fato de que a altas temperaturas, o hidrogênio encontra-se ionizado, restando poucos átomos intactos para produzirem essas linhas.

Para estrelas com temperaturas em torno de 10000 K, as mais fortes linhas de absorção são do hidrogênio, onde os elétrons facilmente se movem entre o segundo e terceiro orbitais, produzindo a linha vermelha em 656,3 nm ($H\alpha$). Linhas de elementos como cálcio e titânio, que têm elétrons menos ligados são mais comuns no espectro de estrelas a 10000K, do que as linhas de He, O e N, em que os elétrons são fortemente ligados.

Finalmente, nas estrelas mais frias, não encontramos novamente as linhas do hidrogênio, mas nesse caso o motivo não é a ionização dos átomos, como ocorre nas estrelas muito quentes. Nas estrelas frias a transição entre os níveis orbitais não ocorre porque os elétrons ficam preferencialmente no estado fundamental. Verificam-se então as linhas de elementos mais pesados fracamente excitados, não se encontrando linhas de elementos ionizados. Como a energia dos fótons saindo das estrelas frias não é suficiente para destruir moléculas, ocorrem muitas linhas moleculares de absorção, como as de óxido de titânio, por exemplo.

A seqüência de tipos espectrais

No meio do século passado, quando ainda não se compreendia como os átomos produziam linhas espectrais, as primeiras classificações das estrelas foram baseadas nas intensidades das linhas do hidrogênio. Foi adotada a seqüência A,B,C...P, para a nomenclatura das classes espectrais, onde estrelas tipo A tinham as mais fortes linhas de hidrogênio, cujas intensidades diminuía até chegar no tipo P.

Com o melhor entendimento dos sub-níveis da estrutura atômica, que foi possível por volta de 1920, um novo esquema foi adotado para a classificação espectral, que estabelecia uma seqüência mais significativa em função da temperatura da estrela. Assim, algumas letras foram suprimidas e a ordem alterada, resultando em **O,B,A,F,G,K,M**.

As estrelas de tipo mais próximo de O, no início da seqüência são chamadas estrelas de **primeiros tipos** (do inglês *early type*), enquanto que os tipos mais próximos de M, no final da seqüência são chamados **tipos tardios** (*late type*). Cada tipo é subdividido em 10 grupos, de 0 (primeiros) a 9 (tardios), como por exemplo: ...F8, F9, G0, G1, G2...G9.

Como a primeira seqüência a ser adotada internacionalmente foi desenvolvida no Observatório de Harvard em 1910, por Annie J. Cannon e seus colaboradores, essa seqüência recebe o nome de **Classificação de Harvard**. A tabela a seguir resume as principais características desses tipos.

Tipo Esp.	Cor	T _{sup} (K)	Linhas proeminentes de absorção	Exemplos
O	Azul	30.000	He ionizado (fortes), elementos pesados ionizados (OIII, NIII, SiIV), fracas linhas de H	
B	Azulada	20.000	He neutro (moderadas), elementos pesados 1 vez ionizados	Rigel (B8)
A	Branca	10.000	He neutro (muito fracas), ionizados, H (fortes)	Vega (A0) Sirius (A1)
F	Amarelada	7.000	elementos pesados 1 vez ionizados, metais neutros (FeI, CaI), H (moderadas)	Canopus (F0)
G	Amarela	6.000	elementos pesados 1 vez ionizados, metais neutros, H (relativamente fracas)	Sol (G2) Alfa Cen (G2)
K	Laranja	4.000	elementos pesados 1 vez ionizados, metais neutros, H (fracas)	Arcturus (K2) Aldebaran (K5)
M	Vermelha	3.000	Átomos neutros (fortes), moleculares (moderadas), H (muito fracas)	Betelgeuse (M2)

Na classificação das estrelas, luminosidade e temperatura superficial são parâmetros que têm um papel semelhante ao peso e altura de uma pessoa, para classificar seu tipo físico. Sabemos que nos humanos, essas características são bem correlacionadas, ou seja, normalmente espera-se que pessoas mais altas tenham maior peso que as pessoas de menor estatura. Assim, também os astrônomos procuram correlacionar os parâmetros estelares.

Um gráfico que compara luminosidades e temperaturas de estrelas próximas ao Sol é mostrado na Figura 3. Esse tipo de apresentação recebe o nome de **Diagrama H-R**, uma forma muito útil de comparar os diversos tipos de estrelas.

O Diagrama H-R

E. Hertzsprung descobriu em 1905 que a largura das linhas espectrais eram correlacionadas com o brilho intrínseco das estrelas. Considerando uma amostra de

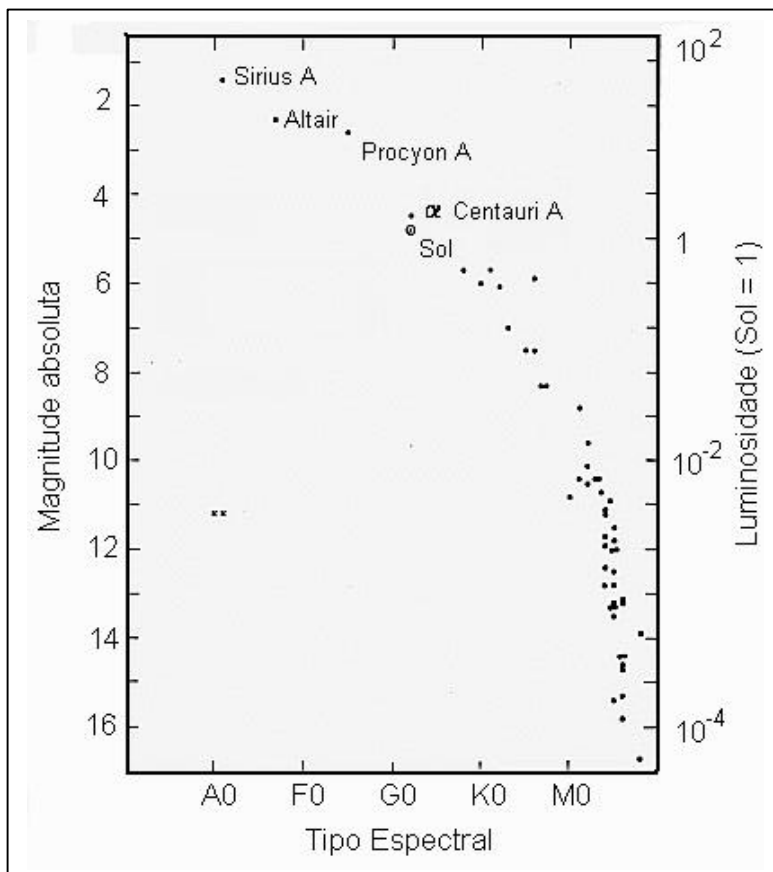
estrelas de temperaturas superficiais semelhantes (mesma classe espectral), ele verificou que aquelas de linhas estreitas eram mais brilhantes que as estrelas com linhas largas.

Lembrando que o brilho depende da temperatura e do raio da estrela: $L_* = F_* (4\pi R_*^2)$, onde $F_* = \sigma T_*^4$, e que neste caso T_* é aproximadamente a mesma para todas as estrelas da amostra, deduz-se que as diferenças nas linhas espectrais devam ser causadas pelas diferenças nos raios estelares.

Num trabalho independente, utilizando dados diferentes, H. Russel chegou a uma interpretação semelhante, encontrando que a magnitude absoluta (diretamente ligada à luminosidade) é bem correlacionada com o tipo espectral. Ele graficou esses parâmetros para os aglomerados das Pleiades e das Híades.

Hoje em dia, gráficos desse tipo para grupos de estrelas recebem o nome de **Diagrama Hertzsprung-Russel** (ou H-R), onde ficou convencionou-se colocar a magnitude absoluta (ou luminosidade) no eixo vertical e a seqüência de tipos espectrais (ou temperatura) no eixo horizontal. Neste caso, a escala de temperatura é invertida, onde temperaturas maiores ficam à esquerda do gráfico e as menores ficam à direita.

A Seqüência Principal



Considere o Diagrama H-R mostrado na Figura 3, onde aparecem as estrelas mais próximas do Sol, pois se encontram a uma distância menor que 5 pc. Notamos que várias estrelas são bem mais frias e menos brilhantes que o Sol. A estrela Alfa do Centauro tem praticamente a mesma temperatura e luminosidade que o Sol e Sirius é bem mais quente e luminosa. Se traçarmos uma linha entre os pontos, desde Sirius até as estrelas mais frias, teremos identificado a região chamada **seqüência principal**, uma fase evolutiva em que a maioria das estrelas se encontra.

Figura 3. Diagrama H-R das estrelas mais próximas do Sol.

Por outro lado, se incluímos outras estrelas muito brilhantes no Diagrama H-R, como é mostrado na Figura 4, notamos uma significativa mudança na distribuição de pontos. Vemos por exemplo, Betelgeuse, uma estrela muito mais fria que o Sol, mas de raio muito maior, o que garante a sua maior luminosidade. Dessa forma, as estrelas podem ser separadas no diagrama H-R de acordo com sua categoria. Enquanto que o Sol é considerado uma estrela anã, Betelgeuse é uma super-gigante, já as estrelas muito quentes, mas muito menores que o Sol, localizadas na região direita, próxima da base do Diagrama H-R mostrado na Figura 4, formam a categoria das anãs brancas.

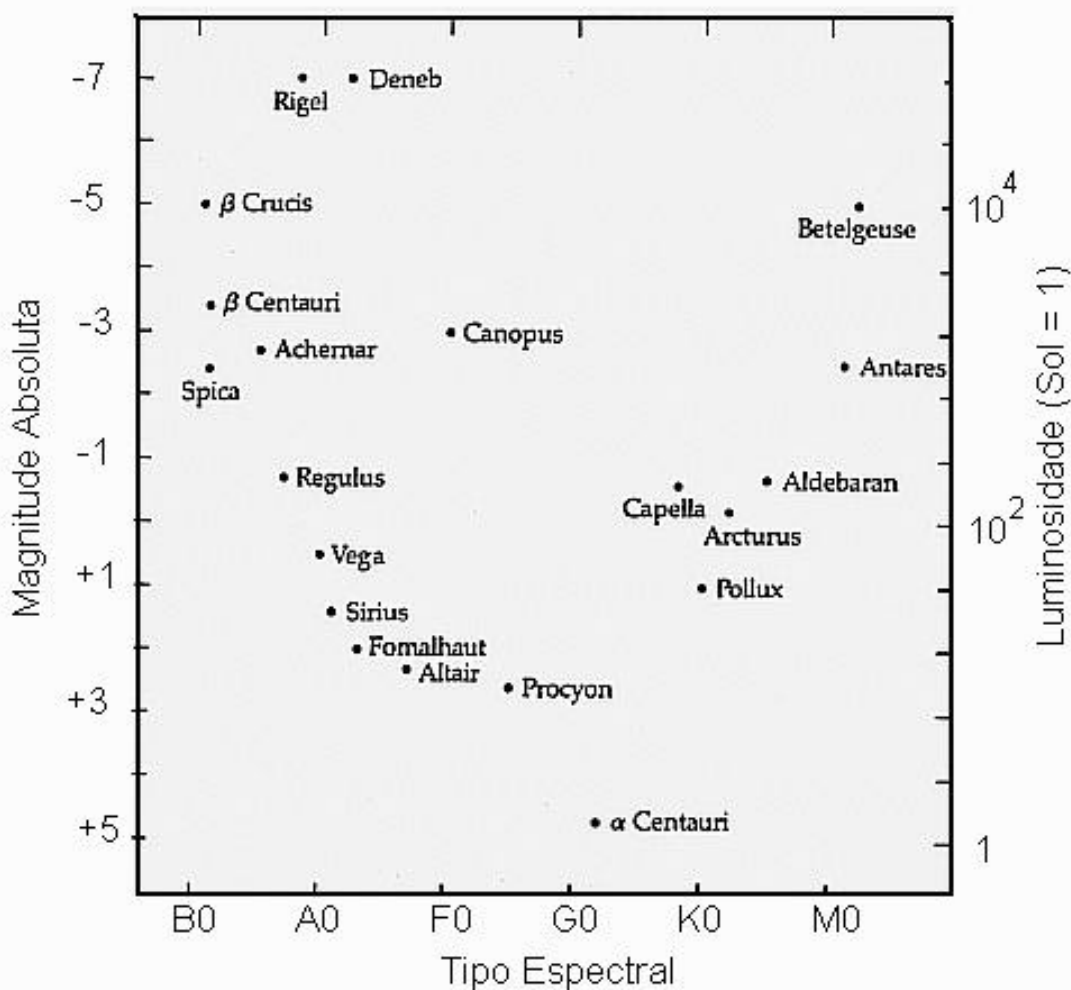


Figura 4. Diagrama H-R das estrelas mais brilhantes do céu (Zeilik & Smith).

Um Diagrama H-R onde aparece um número muito maior de estrelas mostra claramente as diferentes regiões onde são encontrados os diferentes grupos de estrelas, como podem ser vistas nas Figuras 5 e 6.

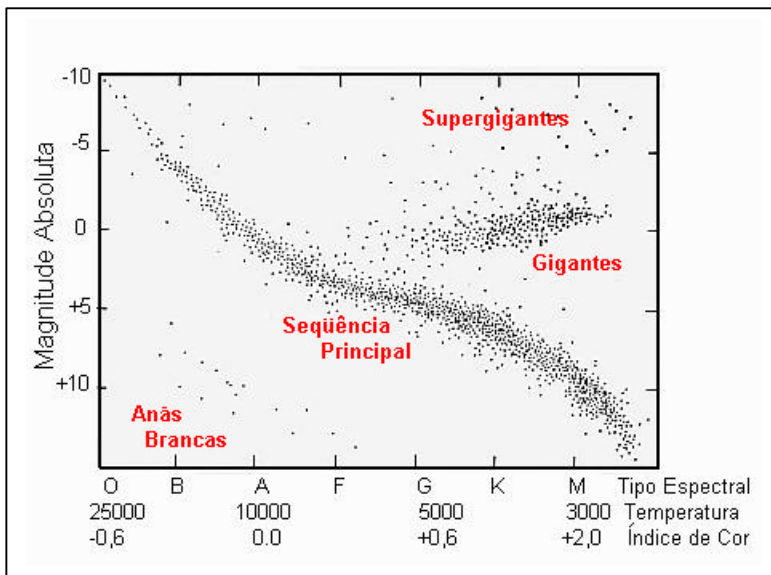


Figura 5. Diagrama H-R para uma grande amostra de estrelas. No eixo horizontal, além do tipo espectral, são apresentadas temperaturas e índices de cor.

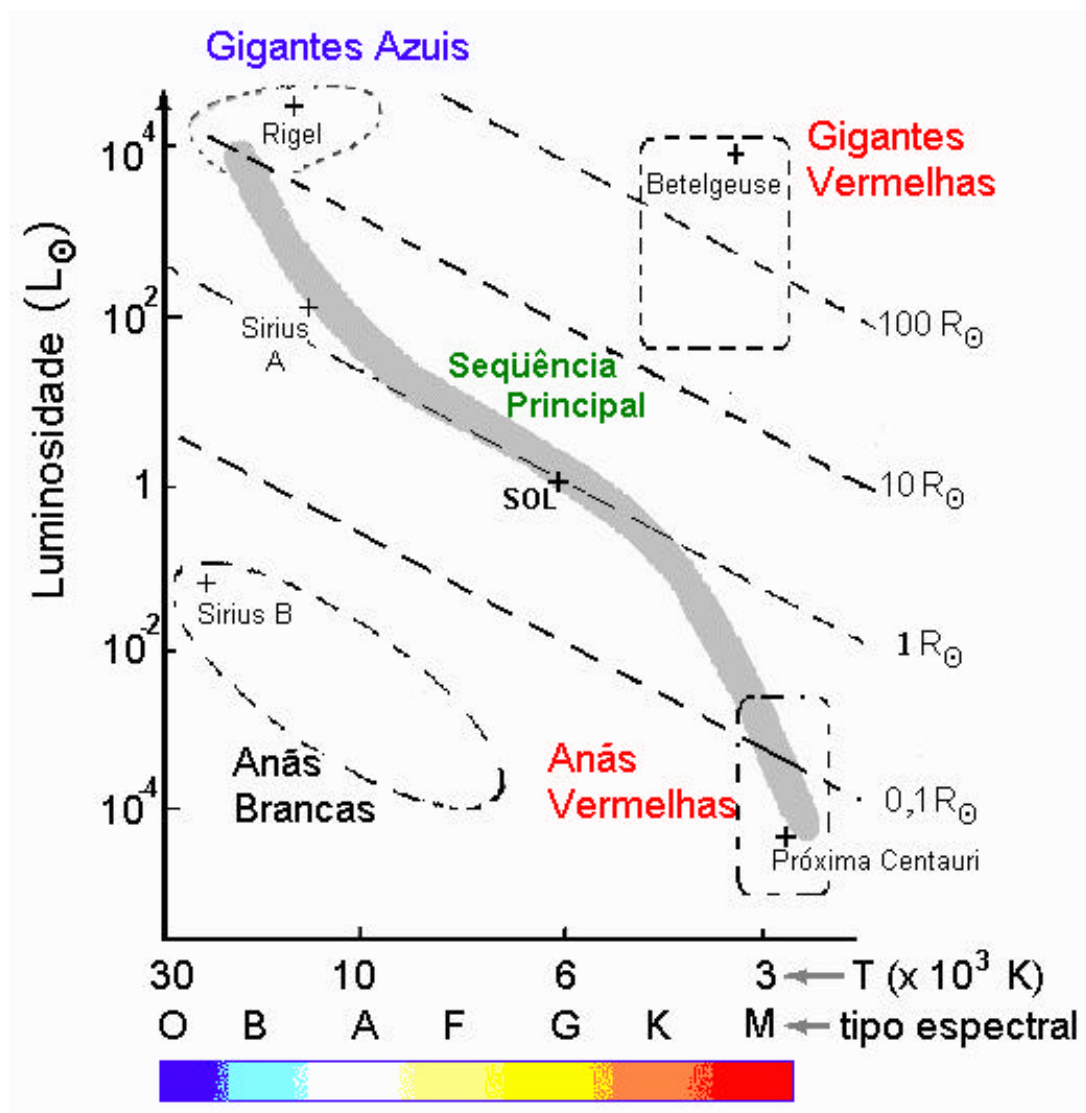
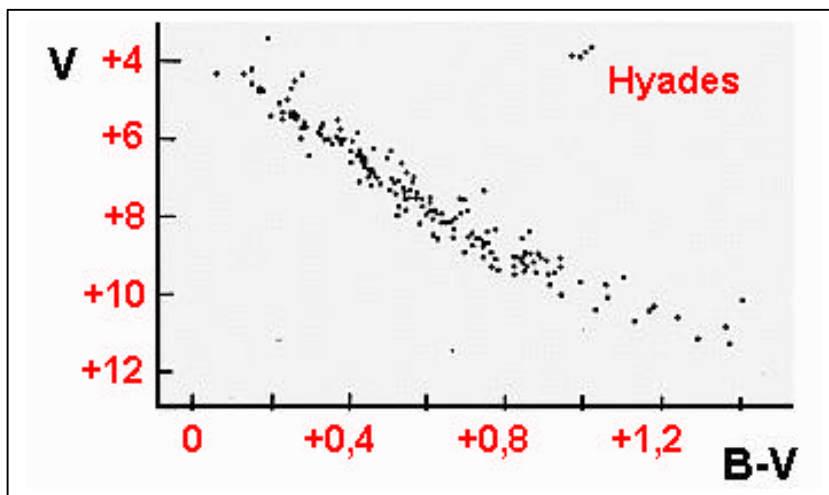


Figura 6. Diagrama H-R para algumas estrelas mais brilhantes do céu ou estrelas mais próximas do Sol ($d < 5 \text{ pc}$).

Populações Estelares

O estudo dos aglomerados estelares, grupos auto-gravitantes de estrelas que estão associadas entre si, permitiu que se estabelecesse os dois tipos de populações estelares. Estrelas da **População I** são jovens e ricas em metais, enquanto que as da **População II** são mais velhas e pobres em metais.

As principais diferenças entre essas populações são apresentadas em diagramas H-R de diferentes aglomerados. O primeiro exemplo é o aglomerado das Híades, com cerca de 100 milhões de anos. Como todas as estrelas no aglomerado estão à mesma distância



do observador, podemos nesse caso construir um Diagrama H-R com magnitude aparente *versus* índice de cor, como é mostrado na Figura 7. Notamos claramente a seqüência principal e apenas algumas estrelas na região das gigantes.

Figura 7. Diagrama cor-magnitude para o aglomerado das Híades.

No caso de um aglomerado mais jovem, como as Pleiades por exemplo, essas gigantes não apareceriam, e teríamos um número maior de estrelas na região $B-V \sim 0,2$. Por outro lado, quando construímos um diagrama cor-magnitude para um aglomerado bem mais velho, como M 3 (de 12 a 15 bilhões de anos), temos a seqüência principal indo desde $B-V \sim 0,8$ até o ponto chamado de *turnoff* em $B-V \sim 0,4$, e uma grande concentração no ramo das gigantes, como aparece na parte superior a esquerda da Figura 8. A metalicidade de M3 é muito baixa, dada por $Z < 0,001$ (pobres em metais), e esse aglomerado é considerado como sendo da População II. Por outro lado, as Híades são mais ricas em metais têm $Z \sim 0,01$ e portanto pertencem à População I, da mesma forma que as Pleiades.

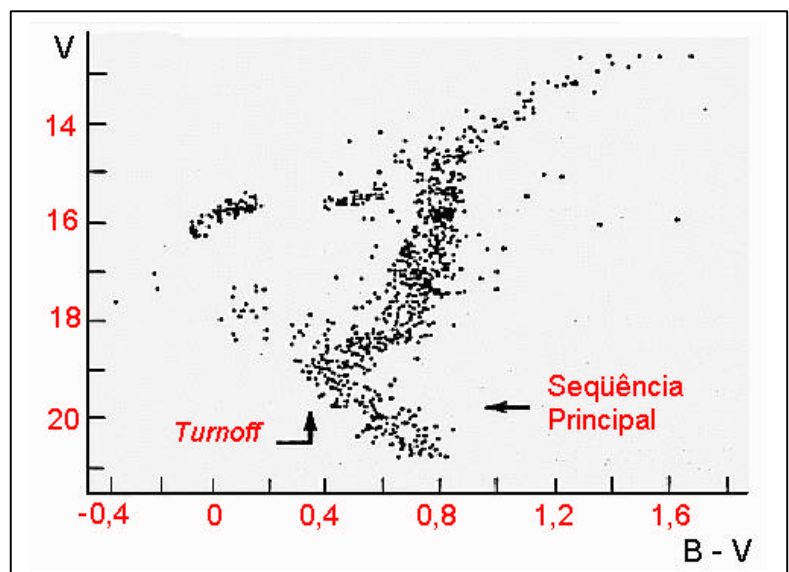


Figura 8. Diagrama cor-magnitude para o aglomerado globular M3.

Classes de Luminosidade

Para diferenciarmos os tamanhos de estrelas de mesmo tipo espectral, novamente recorreremos às medidas das linhas espectrais. Como sabemos que a atmosfera de estrelas gigantes tem menor densidade que a de uma anã, a qual por sua vez tem uma atmosfera bem menos densa que uma anã branca, podemos estudar as linhas espectrais das estrelas para identificar se ela está na seqüência principal ou no ramo das gigantes, por exemplo. Isso se deve ao fato de que as linhas espectrais são muito sensíveis à densidade das fotosferas estelares.

Como, por sua vez, a densidade da estrela também é correlacionada com a luminosidade, estabeleceu-se um esquema de identificação para os diferentes tipos de estrelas chamado **classe de luminosidade**.

Neste esquema as Classes **Ia** e **Ib** se referem respectivamente às supergigantes brilhantes e às supergigantes. Classes **II** e **III** são das gigantes brilhantes e gigantes. Classes **IV** e **V** às sub-gigantes e às estrelas da seqüência principal e anãs.

Esse esquema foi introduzido em 1937 por Morgan e Keenan, do Observatório de Yerkes, desta forma, muitas vezes essa divisão em classes recebe o nome de classificação M-K.

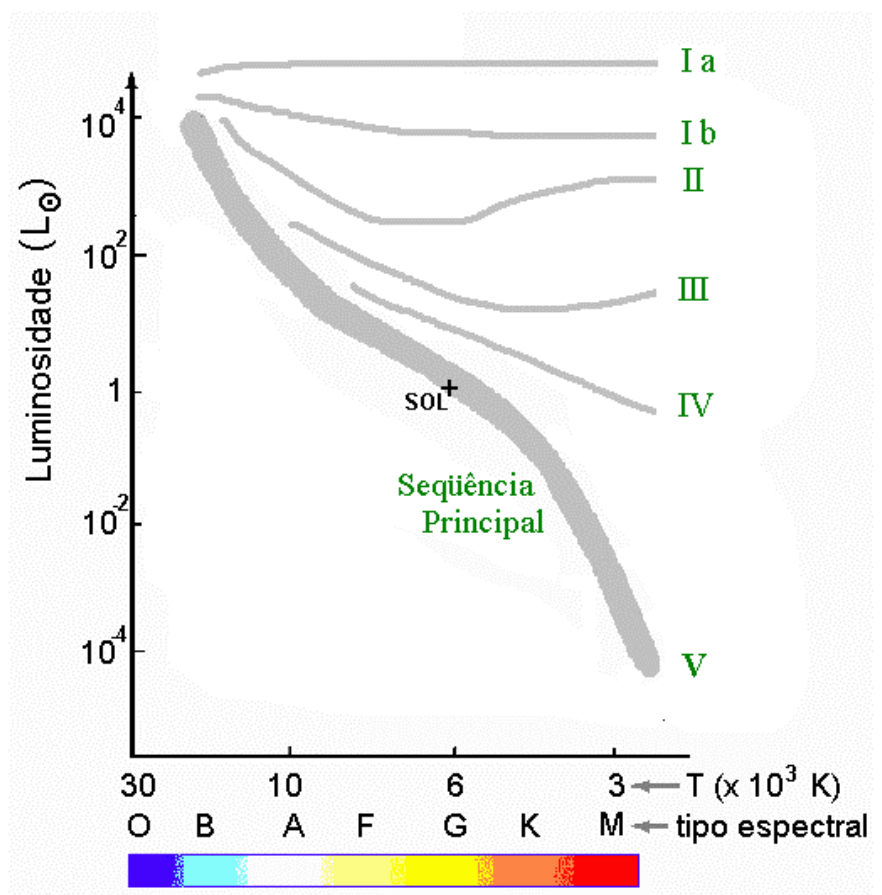


Figura 9. Diagrama H-R e as Classes de Luminosidade.

EXERCÍCIOS

1. **(a)** Explique porque as linhas do hidrogênio neutro (como a linha $H\alpha$ por exemplo) são muito mais fortes nas estrelas do tipo A ou F do que nas estrelas O ou B. **(b)** Nas estrelas do tipo M essas linhas também são fracas, qual é o motivo nesse caso?

2. Complete os dados da tabela abaixo, para as diferentes estrelas:

*	T(K)	Tipo Espectral	$L(L_{\odot})$	Classe de Luminosidade	Região no Diagrama H-R
(a)	10000			Ib	
(b)		K5	1×10^{-2}		
(c)	12000	B9		III	
(d)	25000			VI	Anãs Brancas