

Capítulo 10

ESTRELAS: CLASSIFICAÇÃO ESPECTRAL

Cor e Temperatura

Tipos Espectrais

O Diagrama H-R

Classes de Luminosidade

Aglomerados estelares

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

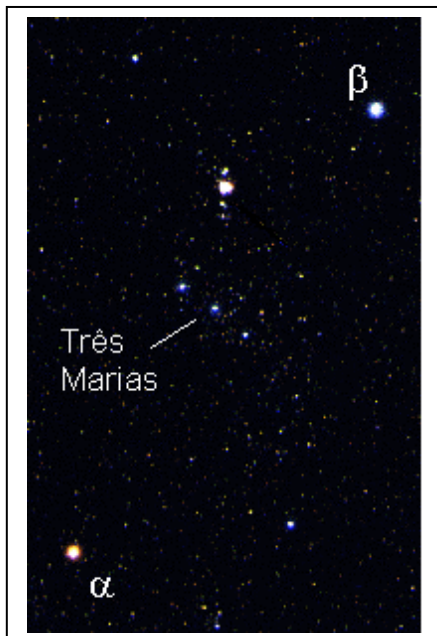
Neste capítulo você verá como as estrelas são classificadas em função de propriedades como temperatura, raio, densidade, gravidade e características espectrais. Essa classificação utiliza o diagrama H-R, um gráfico onde se comparam os parâmetros relacionados com fluxo emitido e temperatura, para as diferentes categorias de estrelas.

Você aprenderá como construir um diagrama H-R e como ele pode ser usado na identificação dos grupos estelares.

Temperatura e 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 $T_{ef} (K) = \frac{2,898 \times 10^7}{\lambda_{\max} (\text{Å})} \approx \frac{0,29}{\lambda_{\max} (cm)}$. Essa

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



Quando olhamos para a constelação de Orion com um binóculo, podemos identificar a cor da estrela fria Betelgeuse (α Orionis), que é vermelha, e da estrela quente Rigel (β Orionis), que é azul. 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 .

Tipos Espectrais

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 transições entre níveis orbitais dos elementos químicos correspondentes.

Lembrando que são as transições entre sub-níveis atômicos que causam a absorção ou emissão de fótons com diferentes energias (portanto diferentes comprimentos de onda), estrelas sob condições físicas diferentes, devem necessariamente apresentar linhas espectrais com diferentes características. Na Figura 2 são mostrados espectros (esquemáticos) de sete 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. Para determinados comprimentos de onda, em algumas estrelas as linhas aparecem mais fortes que em outras.

Nesta amostra em particular, todas as estrelas são semelhantes ao Sol, em termos de composição química. 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.

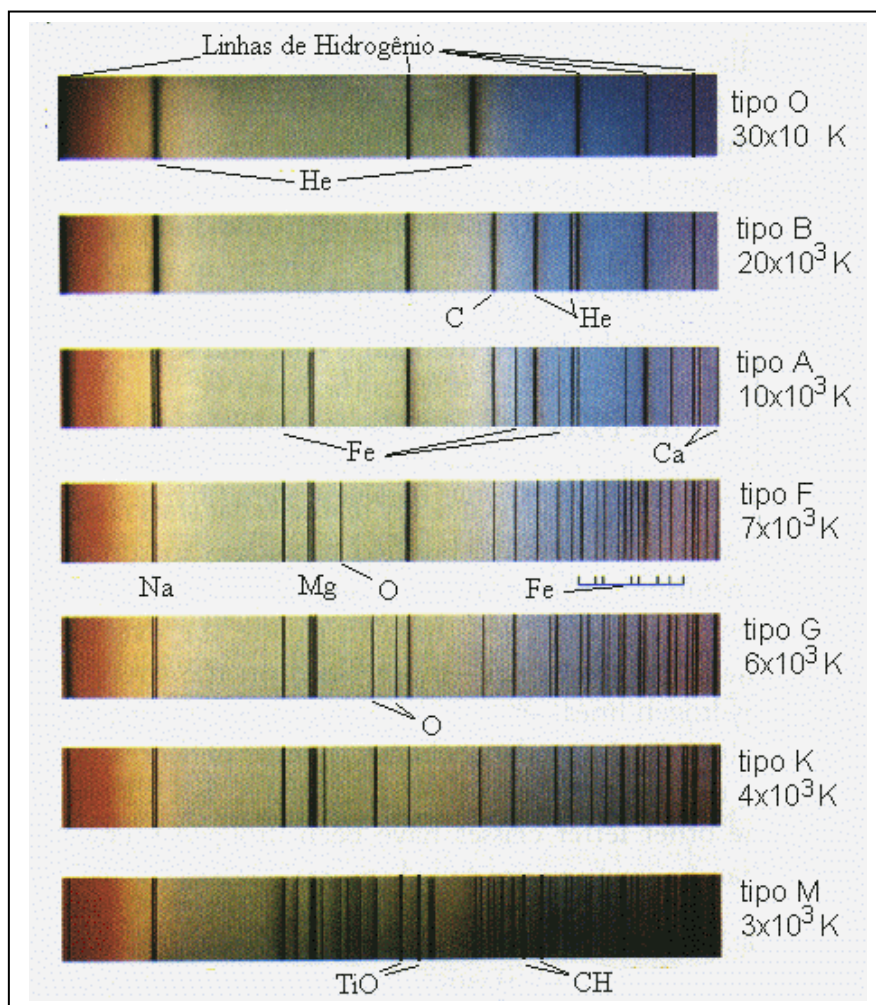


Figura 2. Espectros observados em sete estrelas de diferentes temperaturas. No alto apresentam-se os espectros das mais quentes, que têm por exemplo linhas de hélio. Já nos espectros de estrelas mais frias (abaixo), essas mesmas linhas não aparecem. Por outro lado, as estrelas frias apresentam linhas moleculares que não são encontradas nas estrelas mais quentes.

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 silício¹. Essas fortes linhas não aparecem no espectro das estrelas mais frias, as quais não atingem as temperaturas necessárias para excitar e ionizar tais 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 à 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.

¹ As linhas de oxigênio, nitrogênio e silício ionizados não estão esquematizadas nos espectros na Figura 2.

Para estrelas com temperaturas em torno de 10000K, 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 ($H\alpha$), por exemplo. 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.

Histórico

Quando ainda não se compreendia como as linhas espectrais eram produzidas, as primeiras classificações das estrelas foram baseadas nas intensidades das linhas do hidrogênio. Uma seqüência de A,B,C até P foi adotada representar as classes espectrais, onde estrelas tipo A foram definidas como sendo aquelas com 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, estabelecendo uma ordem mais adequada em função da temperatura da estrela. Assim, algumas letras foram suprimidas e a distribuição alterada, resultando em **O,B,A,F,G,K,M**.

As estrelas de tipo mais próximo de O são chamadas estrelas de **primeiros tipos** (do inglês *early type*), enquanto que os últimos tipos próximos de M são chamados **tipos tardios** (*late type*). Cada tipo é subdividido em 10 grupos, de 0 (primeiros) a 9 (tardios), como por exemplo: O3...O9, B0, B1...F8, F9, G0, G1, G2...G9. Exceto para estrelas O, cujo primeiro tipo é O5.

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 | Alnitak (O9) Mintaka (O9) |
| 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) |

A classificação das estrelas é baseada na correlação entre os parâmetros temperatura superficial ($T_{\star} = T_{\text{ef}}$), raio estelar (R_{\star}) e luminosidade (L_{\star}). Lembrando que

$L_{\star} = F_{\star} (4\pi R_{\star}^2)$ e $F_{\star} = \sigma T_{\star}^4$, temos

$$L_{\star} = 4\pi\sigma R_{\star}^2 T_{\text{ef}}^4 \quad (1)$$

onde $\sigma = 5,67 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ K}^{-4} \text{ s}^{-1}$, espera-se que para um mesmo raio estrelas frias sejam muito menos luminosas que estrelas quentes, assim como para uma mesma temperatura, estrelas anãs (menores raios) serão muito menos luminosas que as gigantes.

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

O Diagrama H-R

No começo do Sec. XX, dois astrônomos estudaram, de forma independente, a correlação entre parâmetros estelares de amostras diferentes de objetos, mas chegaram a conclusões semelhantes. Hertzsprung descobriu que a largura das linhas espectrais eram correlacionadas com o brilho intrínseco (luminosidade) das estrelas. Considerando uma amostra de estrelas de temperaturas superficiais semelhantes (mesmo tipo espectral), ele verificou que aquelas de linhas estreitas eram mais luminosas que as estrelas com linhas largas. Levando em conta a expressão (1) e que T_{\star} é a mesma para todas estrelas da

amostra, deduz-se que as diferenças nas linhas espectrais são causadas pelas diferenças nos raios estelares.

Utilizando dados diferentes, para os aglomerados das Pleíades e das Híades, Russel chegou a uma interpretação semelhante, encontrando que a magnitude absoluta (diretamente ligada à luminosidade) é bem correlacionada com o tipo espectral. Gráficos desse tipo, onde se comparam grupos de estrelas recebem o nome de **Diagrama Hertzsprung-Russel**, adotando-se a convenção colocar a luminosidade (ou magnitude absoluta) no eixo vertical e a temperatura (ou tipos espectrais) 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.

Classes de Luminosidade

Considere o Diagrama H-R mostrado na Figura 3, onde aparecem as estrelas mais próximas do Sol, pois encontram-se a uma distância menor que 5 pc. Notamos que uma série de estrelas são mais frias e menos brilhantes ($L_{\star} < L_{\odot}$) que o Sol. A estrela Alfa do Centauro tem praticamente a mesma temperatura e luminosidade que o Sol, enquanto Sirius é bem mais quente e luminosa. Se traçarmos uma faixa passando por esses pontos, desde Sirius até as estrelas mais frias, teremos identificado uma parte da região chamada **seqüência principal**, a fase evolutiva em que a maioria das estrelas permanecem por um longo período. O Sol, por exemplo, está nesta fase há cerca de 5×10^9 anos, que corresponde aproximadamente à metade de seu tempo de vida na Seqüência Principal

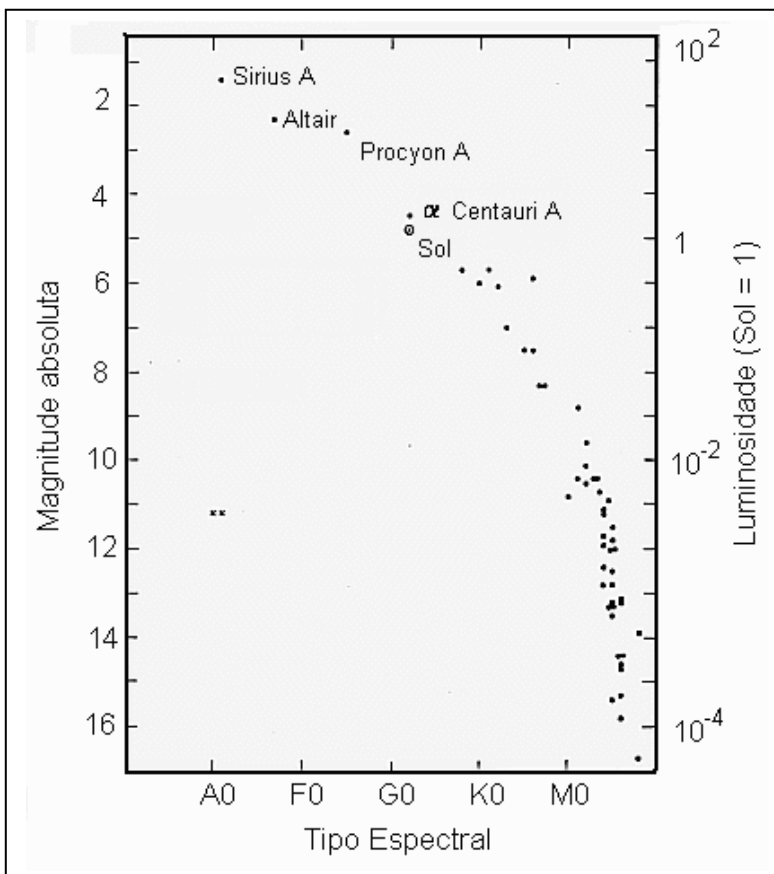


Figura 3. Diagrama H-R das estrelas mais próximas do Sol (distâncias de até 5 pc).

Incluindo-se outras estrelas (as mais brilhantes) no Diagrama H-R, 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 à esquerda, próxima da base do Diagrama H-R mostrado na Figura 4, formam a categoria das anãs brancas.

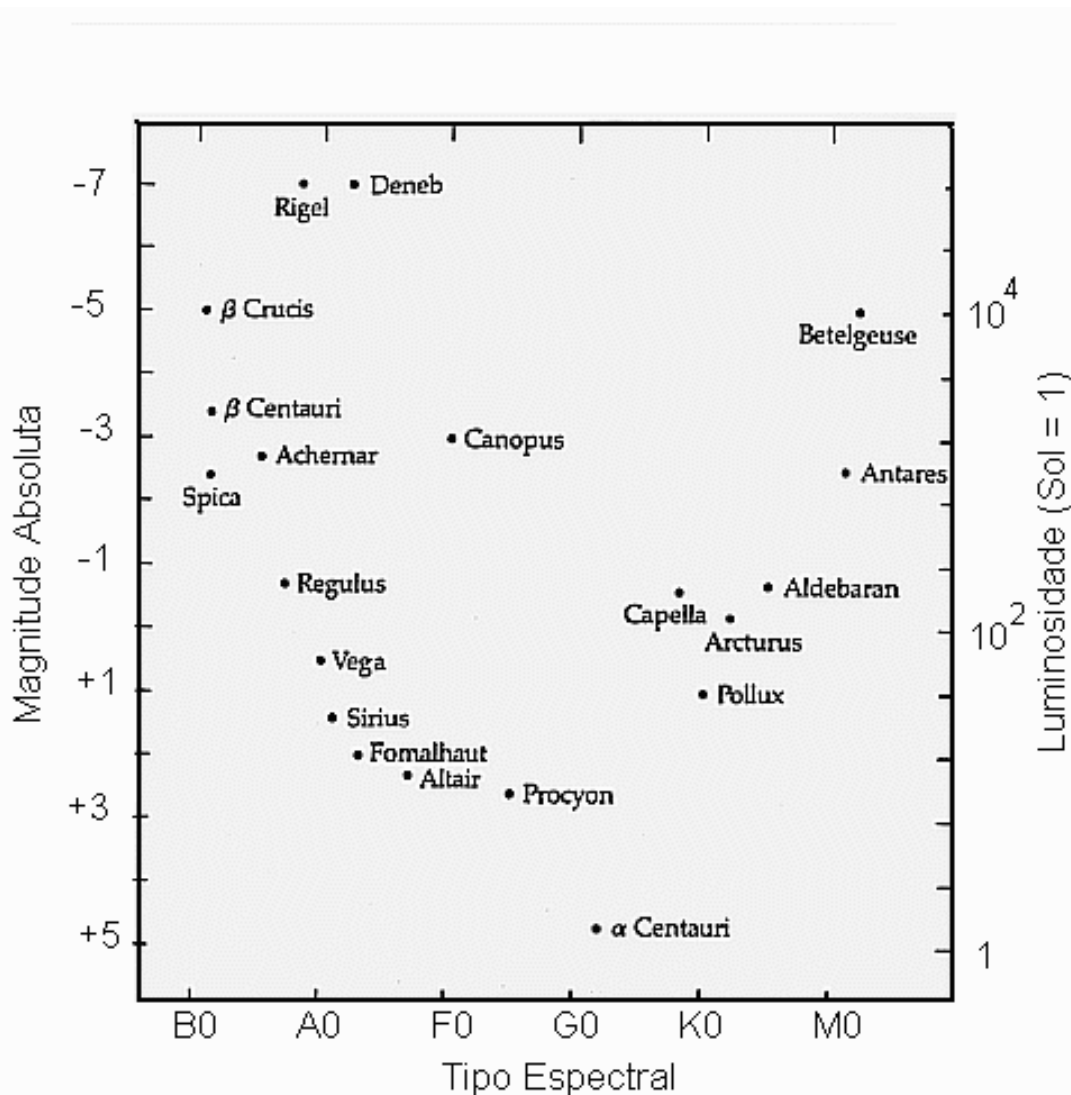


Figura 4. Diagrama H-R das estrelas mais brilhantes do céu (Zeilik & Smith).

Um Diagrama H-R onde aparece um número muito maior de estrelas mostra claramente as várias regiões onde são encontrados os diferentes grupos de estrelas, como ilustrado na Figura 5.

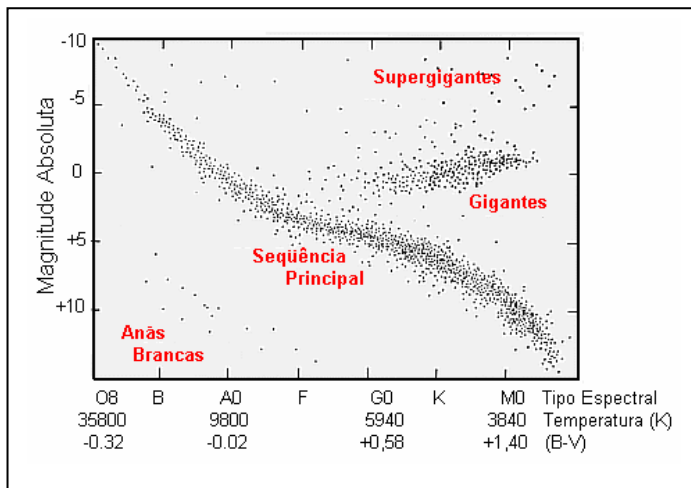
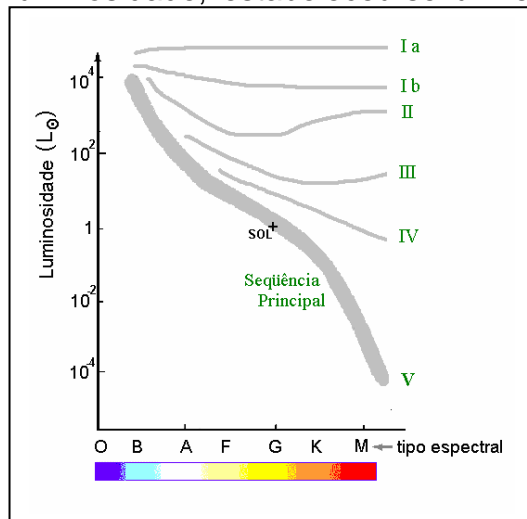


Figura 5. Diagrama H-R para uma grande amostra de estrelas. No eixo horizontal, além do tipo espectral, são apresentados temperaturas e índices de cor, adotados de Schmidt-Kaler e de de Jager & Nieuwenhuizen (1987) para a classe V.

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 uma estrela gigante tem menor densidade que em uma estrela anã (seqüência principal), a qual por sua vez tem uma atmosfera bem menos densa que uma anã branca, podemos estudar as linhas espectrais das estrelas para identificar em qual estágio evolutivo se encontram.

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**, ilustrado nas Figuras 6 e 7.

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 6. Diagrama H-R e as Classes de Luminosidade.

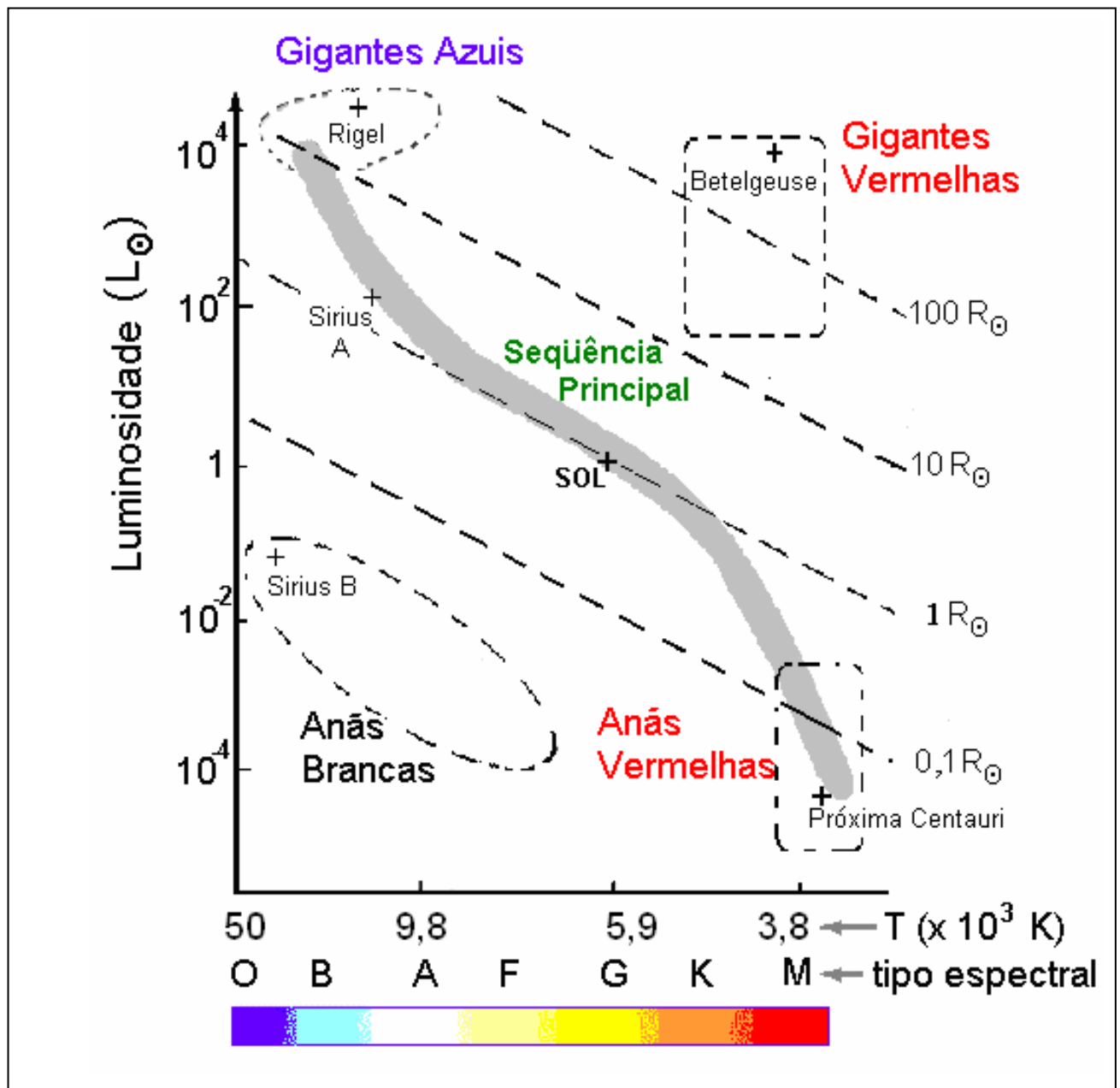


Figura 7. Diagrama H-R esquematizado. As linhas tracejadas indicam as faixas de raios estelares. Valores aproximados das temperaturas são indicados para os tipos O3, A0, G0 e M0, adotando-se as relações dadas por de Jager & Nieuwenhuizen (1987) para a classe V.

Aglomerados Estelares

A nossa galáxia tem 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. O estudo dos aglomerados estelares, grupos auto-gravitantes de estrelas que estão associadas entre si, mostram que as principais diferenças entre essas populações podem ser demonstradas ao compararmos seus diagramas H-R.

O primeiro exemplo é o aglomerado jovem 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

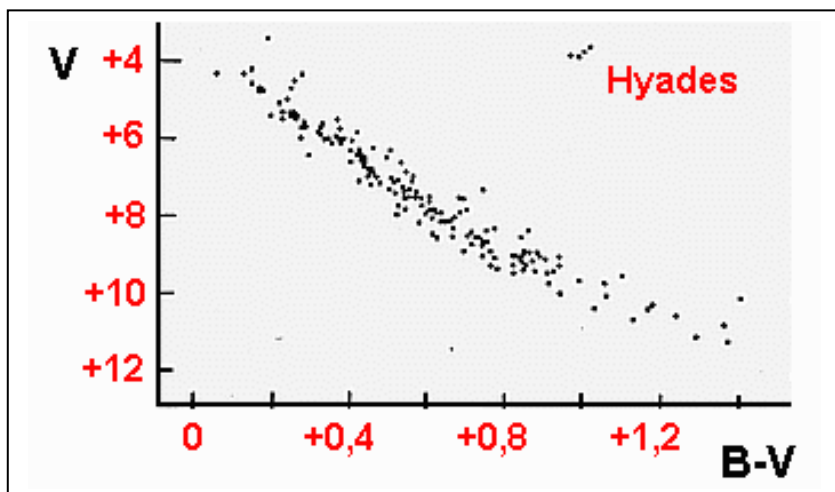


Figura 8. Notamos claramente a sequência principal e apenas algumas estrelas na região das gigantes.

No caso de um aglomerado mais jovem, como as Pleíades por exemplo, essas gigantes não apareceriam, e teríamos um número maior de estrelas na região $B-V \sim 0,2$.

Figura 8. Diagrama cor-magnitude para o aglomerado das Híades.

Por outro lado, quando construímos um diagrama cor-magnitude para um aglomerado bem mais velho, como M3 (de 12 a 15 bilhões de anos), temos a sequência 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 9. 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 Pleíades.

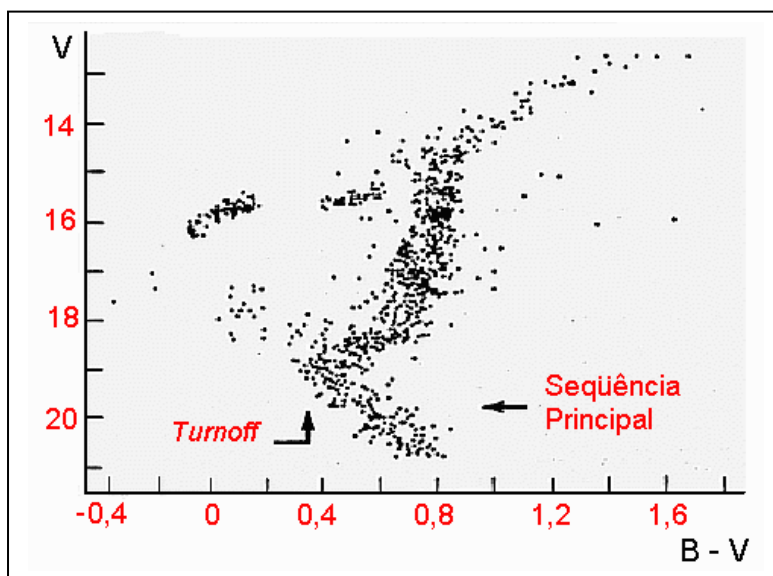


Figura 9. Diagrama cor-magnitude para o aglomerado globular M3.