

Capítulo 2

As estrelas

Desde a Antigüidade, houve a preocupação de se estabelecer pontos de referência no céu, e de reconhecer as estrelas através de suas posições relativas e de seus brilhos. Como a Europa estagnou ou mesmo regrediu durante a Idade Média, em termos de ciência, a cultura grega nos foi transmitida em grande parte pelos árabes, que também nos trouxeram muito da cultura indiana. Os árabes não se contentaram em preservar os conhecimentos de outros povos, mas enriqueceram e melhoraram os cálculos astronômicos, com os métodos algébricos, formas de aproximações e novas funções trigonométricas. Devido à influência da civilização islâmica, grande parte das estrelas brilhantes possuem nomes que parecem exóticos, como Altair, Aldebaran, Fomalhaut. Outras ainda conservam seus nomes gregos ou latinos, como Procyon, Sirius, Antares, ou mesmo persa; Betelgueuse significa o ombro do gigante, em persa (trata-se do gigante Órion).

Para aliviar o esforço de lembrar do nome de centenas de estrelas brilhantes, passou-se a designá-las também com nomes que trazem indicação do brilho e da região do céu em que se encontram, tais como Alfa Centauri, Gama Crucis, etc. constituídos de uma letra do alfabeto grego, seguida do nome de uma constelação com genitivo latino (em português seria Alfa do Centauro). A estrela mais brilhante de uma constelação é alfa (α), a segunda é beta (β), etc.

Embora sirvam de referência de posição, as “constelações” não têm o menor significado do ponto de vista científico. São áreas do céu com fronteiras irregulares, que receberam nomes de personagens da mitologia grega (como Hércules, Órion), de animais (Cão, Lebre) ou de objetos (Balança), simplesmente pela vaga semelhança do arranjo de estrelas com estas figuras. Salvo raras exceções, como o Escorpião (*figura 2-1*), só mesmo com muita imaginação conseguimos relacionar a aparência da constelação com o seu nome. Várias constelações do hemisfério sul têm nomes ligados à navegação (Vela, Sextante, Carena, etc.), pois só ganharam seus nomes quando os navegadores portugueses se aventuraram nos mares do sul. As constelações continuam sendo usadas por tradição.

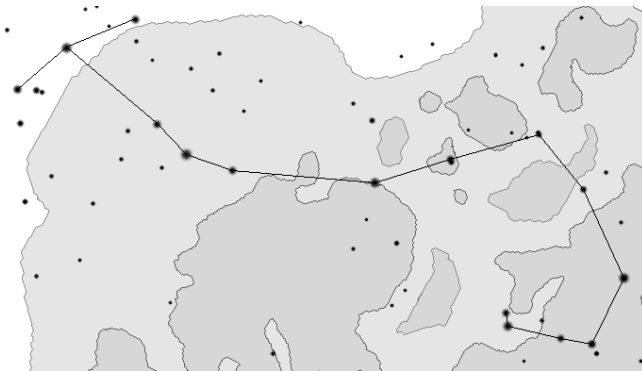


Figura 2-1: As estrelas que formam a constelação do Escorpião unidas por uma linha

Os astrônomos profissionais também designam as estrelas por seu número em algum catálogo, como por exemplo HD 87846, onde as letras são a abreviação do nome do catálogo (Henry Draper, neste caso). As estrelas visíveis a olho nu estão registradas em um bom número de catálogos, e já foram objeto de diversos tipos de observações ou de análises teóricas de suas características. A literatura científica que se acumulou nas últimas décadas é tão vasta que para descobrir a lista de artigos publicados sobre uma determinada estrela, é necessário recorrer a bancos de dados em computadores, situados em centros de pesquisa dedicados a estas tarefas. Existem por exemplo um centro de dados astronômicos em Estrasburgo (França), e outro em Harvard (EUA), que são acessíveis através da rede Internet. Ao consultar estas bases de dados sobre algumas das estrelas mais interessantes, encontramos centenas de referências de artigos publicados.

Este excesso de conhecimentos pode parecer desestimulante, à primeira vista. Podemos nos perguntar, por exemplo, se uma pessoa pode aprender tudo que já se sabe, sobre determinado assunto. Além disso, podemos imaginar que já que se sabe tanta coisa, nossa contribuição, em termos de pesquisa, vai ser uma gota d'água num mar de conhecimentos. Na realidade, estas preocupações não se justificam. Quanto mais sabemos, mais perguntas interessantes nos fazemos, e mais possibilidades temos de fazer descobertas fundamentais.

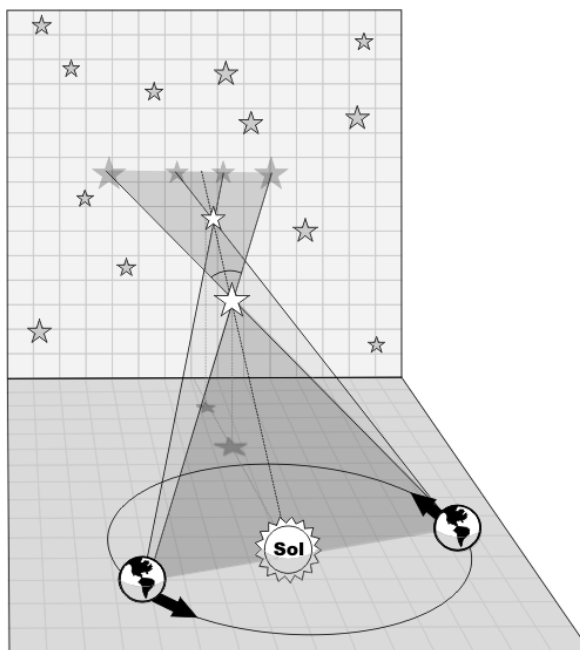
A física estelar inclui o estudo das equações de equilíbrio hidrodinâmico interno das estrelas, das reações nucleares que ocorrem em seu interior, do transporte da energia até a superfície, e da evolução das estrelas com o tempo. São tópicos complexos que vamos deixar quase inteiramente de lado, para poder avançar naquilo que constitui o foco deste livro: o estudo da Galáxia. Felizmente, para iniciar esta caminhada, não necessitamos de conhecimentos sobre qualquer estrela em particular, e apenas de conhecimentos básicos sobre a física estelar. Neste capítulo descreveremos como foram estabelecidas as propriedades de estrelas mais relevantes para o nosso objetivo, sem entrar em muitos detalhes. Estas propriedades são distância, luminosidade, cor, massa, tempo de vida, e densidade espacial (número de estrelas por unidade de volume).

Distâncias

A determinação da distância das estrelas é a base de todo o edifício que é nosso conhecimento do Universo. Sabendo avaliar a distância de estrelas, podemos calcular quanta energia elas emitem, estimar a dimensão da Galáxia, as distâncias entre galáxias, etc. A estimativa de distâncias de estrelas se fez em três etapas. O primeiro grande passo da humanidade rumo ao conhecimento da escala de dimensões do Universo foi a medida da distância ao Sol, que é aproximadamente *150 milhões de quilômetros*. Este é o valor médio do raio da órbita da Terra, chamado de unidade astronômica (*UA*). Kepler já tinha utilizado esta unidade para descrever as órbitas dos planetas, sem saber seu valor exato (obtendo dimensões relativas das órbitas). A partir daí, bastou medir a distância de alguns planetas, por vários métodos, para se estabelecer o valor da *UA*. O segundo grande passo foi a medida da distância de estrelas próximas por um método semelhante à triangulação. As estrelas próximas fazem um pequeno movimento de vai e vem no céu ao longo do ano, com relação ao fundo fixo constituído pela grande maioria das estrelas, que são muito mais distantes. Isto pode ser entendido com a seguinte comparação: quando seguramos nosso dedo verticalmente

a cerca de 20 cm de nossos olhos, e o observamos com um olho só, e depois com o outro, temos a sensação que o dedo se move com relação aos objetos mais distantes. Se colocarmos o dedo mais longe, seu movimento aparente é menor. No caso das estrelas, o equivalente do piscar dos olhos é o movimento da Terra em torno do Sol, como ilustra a *figura 2-1*. A figura está obviamente exagerada. A diferença de ângulo sob o qual a estrela é vista, entre as duas posições extremas da Terra em sua órbita, ou *paralaxe* (mais exatamente, duas vezes a paralaxe, como podemos ver na figura), é apenas uma fração de segundo de arco, para as estrelas próximas. O segundo de arco é uma unidade de ângulo muito pequena, 3600 vezes menor que o grau, que corresponde a espessura de um alfinete visto a 100 metros de distância. A unidade de distância da qual já falamos no *capítulo 1*, o parsec (pc), é justamente a distância de uma estrela para a qual a paralaxe é de um segundo de arco

Figura 2-1: Determinação da distância de uma estrela próxima. São mostradas duas posições da Terra, em lados opostos do Sol (o que acontece num intervalo de 6 meses), e as posições aparentes no céu de duas estrelas, para as mesmas épocas. Vê-se que a estrela mais próxima produz uma maior separação entre as posições extremas no céu, observadas ao longo do ano. Conhecendo-se o ângulo ($2p$) entre os extremos e a unidade astronômica (UA – distância Terra-Sol), determina-se a distância da estrela. Quanto maior a distância, menor (p).



A primeira medida de paralaxe ou distância de uma estrela (61 Cygni) foi obtida em 1838 pelo alemão Friedrich Wilhelm Bessel. A paralaxe medida foi de *0,314 segundos de arco*, o que corresponde a uma distância de cerca de *3 pc*. A distância em pc é $1/p$ (sendo a paralaxe p medida em segundos de arco). Para ter sucesso em suas medidas, Bessel teve que escolher de antemão uma estrela que fosse próxima. Ele se baseou em seus resultados de “movimentos próprios” (explicados a seguir) obtidos por técnicas astrométricas, que apontavam 61 Cygni como sendo a melhor candidata.

A Astrometria é um ramo da Astronomia que se dedica às medidas de posições de estrelas com extrema precisão. A partir destas medidas é possível obter tanto a distância

(paralaxe) como também o movimento próprio das estrelas. Este último é um movimento numa direção constante no plano do céu, diferente do vai-e-vem devido ao movimento orbital da Terra. O movimento próprio da estrela de Barnard, uma estrela bastante próxima do Sol, é mostrado na *figura 2-2*. Toda estrela se desloca no espaço com alguma velocidade que lhe é própria, mas seu movimento só é perceptível se ela for próxima, porque a variação de direção é maior. Para medir o deslocamento de uma estrela, utilizam-se determinações precisas de posições em épocas separadas por vários anos. Para as medidas de posição foram desenvolvidos instrumentos específicos, como o Astrolábio e Círculo Meridiano. Mais recentemente um satélite artificial, o Hipparcos, obteve uma quantidade enorme de dados astrométricos.

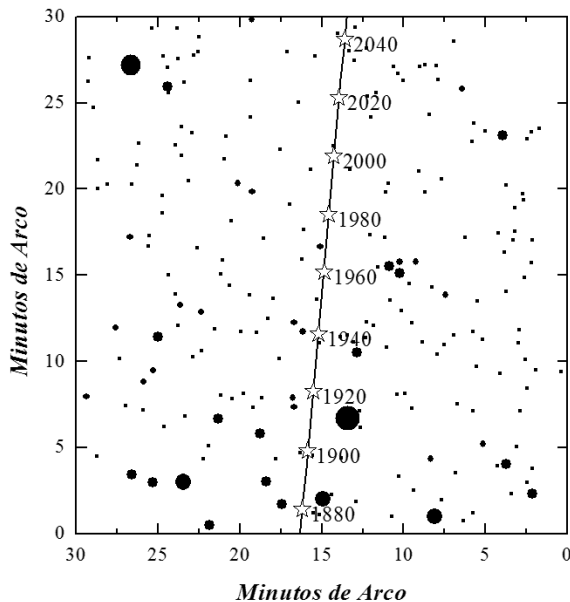


Figura 2-2: Movimento próprio da estrela de Barnard observado de 1880 até 2000 e extrapolado até 2040.

A *figura 2-3* mostra a disposição das estrelas mais próximas do Sol, em perspectiva. Elas não parecem obedecer nenhuma ordem. Surpreendentemente, excetuando Alfa do Centauro, as estrelas mais próximas não têm nome muito conhecido, por serem estrelas de baixo brilho aparente. Temos tendência em achar que as estrelas brilhantes que vemos no céu são próximas. No entanto, elas podem estar mais distantes do que outras que são fracas e que nem vemos a olho nu.

Apresentamos na *tabela 2-1* a lista das 20 estrelas mais brilhantes do céu, e na *tabela 2-2* as 20 estrelas mais próximas. Como é possível que estrelas distantes pareçam mais brilhantes do que estrelas próximas? Existem estrelas intrinsecamente muito brilhantes, mas elas são raras; por este motivo, em média, estão mais distantes (se existem poucas, a probabilidade de encontrarmos uma perto de nós é pequena). As estrelas em sua grande maioria são avermelhadas (são chamadas de *anãs vermelhas*) e pouco brilhantes. Já que não conseguimos enxergar a olho nu estas estrelas, que constituem a quase totalidade na *tabela 2-2*, mas conseguimos ver outras mais distantes que são mais azuis (ver a *tabela 2-1*), ao olhar para o céu, temos a impressão errada que existem mais estrelas azuis do que vermelhas.

<i>As 25 Estrelas com Maior Brilho Aparente</i>								
#	Nome	Const.	Dist.(pc)	<i>m</i>	<i>M</i>	Tipo Espec.	AR (2000)	DEC (2000)
1	Sírius	CMa	2.64	-1.46	1.43	A1Vm	06 45 08.9	-16 42 58
2	Canopus	Car	95.84	-0.72	-5.63	F0II	06 23 57.1	-52 41 45
3	Arcturus	Boo	11.25	-0.04	-0.3	K1.5IIIFe-0.5	14 15 39.7	+19 10 57
	Rigil							
4	Kentaurus	Cen	1.35	-0.01	4.34	G2V	14 39 35.9	-60 50 07
5	Vega	Lyr	7.76	0.03	0.58	A0Va	18 36 56.3	+38 47 01
6	Capella	Aur	12.94	0.08	-0.48	G5IIIe+G0III	05 16 41.4	+45 59 53
7	Rigel	Ori	236.85	0.12	-6.75	B8Ia:	05 14 32.3	-08 12 06
8	Prócion	CMi	3.50	0.38	2.66	F5IV-V	07 39 18.1	+05 13 30
9	Achernar	Eri	44.06	0.46	-2.76	B3Vpe	01 37 42.9	-57 14 12
10	Betelgeuse	Ori	131.01	0.5	-5.09	M1-2Ia-Iab	05 55 10.3	+07 24 25
11	Hadar	Cen	160.96	0.61	-5.42	B1III	14 03 49.4	-60 22 23
12	Altair	Aql	5.15	0.77	2.21	A7V	19 50 47.0	+08 52 06
13	Aldebaran	Tau	19.96	0.85	-0.65	K5+III	04 35 55.2	+16 30 33
14	Antares	Sco	185.09	0.96	-5.38	M1Ib+ B2.5V	16 29 24.4	-26 25 55
15	Spica	Vir	80.36	0.98	-3.55	B1III-IV+B2V	13 25 11.6	-11 09 41
16	Pollux	Gem	10.33	1.14	1.07	K0IIIb	07 45 18.9	+28 01 34
17	Fomalhaut	PsA	7.70	1.16	1.73	A3V	22 57 39.1	-29 37 20
18	Mimosa	Cru	108.05	1.25	-3.92	B0.5III	12 47 43.2	-59 41 19
19	Deneb	Cyg	989.61	1.25	-8.73	A2Ia	20 41 25.9	+45 16 49
20	Acrux	Cru	98.30	1.33	-3.63	B0.5IV	12 26 35.9	-63 05 57
21	Regulus	Leo	23.76	1.35	-0.53	B7V	10 08 22.3	+11 58 02
22	Adhara	CMa	132.02	1.5	-4.1	B2II	06 58 37.5	-28 58 20
23	Gacrux	Cru	26.95	1.63	-0.52	M3.5III	12 31 09.9	-57 06 48
24	Shaula	Sco	215.42	1.63	-5.04	B2IV+B	17 33 36.5	-37 06 14
25	Bellatrix	Ori	74.47	1.64	-2.72	B2III	05 25 07.9	+06 20 59

Tabela 2-1. As 20 estrelas mais brilhantes do céu. A tabela apresenta o nome da estrela, a constelação onde se encontra, a distância em pc, as magnitudes aparente e absoluta no visível, o tipo espectral e as coordenadas (ascensão reta e declinação) para o ano 2000. As definições das várias grandezas são dadas ao longo deste capítulo. As estrelas têm geralmente vários nomes; por exemplo Rigil Kentaurus (pé do Centauro) é a mesma que Alfa Centauro.

<i>As 25 Estrelas mais Próximas do Sol</i>								
<i>#</i>	<i>Nome / Ident.</i>	<i>Const.</i>	<i>Dist (pc)</i>	<i>m</i>	<i>M</i>	<i>Tipo Espec.</i>	<i>AR (1900)</i>	<i>DEC (1900)</i>
1	<i>Próxima Centauri</i>	<i>Cen</i>	1,30	11,10	15,53	<i>M5.5eV</i>	14 22 48.0	-62 15 00
2	<i>Alfa Centauri A</i>	<i>Cen</i>	1,33	-0,01	4,37	<i>G2 V</i>	14 32 48.0	-60 25 00
3	<i>Alfa Centauri B</i>	<i>Cen</i>	1,33	1,34	5,72	<i>K0 V</i>	14 32 48.0	-60 25 00
4	<i>Estrela de Barnard</i>	<i>Oph</i>	1,83	9.54	13.23	<i>M5 V</i>	17 52 54.0	+04 25 00
5	<i>Wolf 359</i>	<i>Leo</i>	2,39	13,46	16,57	<i>M6.5 Ve</i>	10 51 36.0	+07 37 00
6	<i>Lalande 21185</i>	<i>UMa</i>	2,53	7,48	10,46	<i>M2 V</i>	10 57 52.3	+36 38 25
7	<i>Sírius A</i>	<i>CMa</i>	2,62	-1,46	1,45	<i>A1 Vm</i>	06 40 44.5	-16 34 43
8	<i>Sírius B</i>	<i>CMa</i>	2,62	8,44	11,34	<i>DA2</i>	06 40 44.5	-16 34 43
9	<i>Luyten 726-8^a</i>	<i>Cet</i>	2,68	12,56	15,42	<i>M5.5 de</i>	01 33 49.0	-18 28 28
10	<i>Luyten 726-8B</i>	<i>Cet</i>	2,68	12,52	15,38	<i>M6 Ve</i>	01 33 49.0	-18 28 28
11	<i>Ross 154</i>	<i>Sgr</i>	2,90	10,45	13,14	<i>M3.6 Ve</i>	18 43 36.0	-23 57 00
12	<i>Ross 248</i>	<i>And</i>	3,16	12,27	14,77	<i>M5.5 Ve</i>	23 37 00.0	+43 39 00
13	<i>Epsilon Eridani</i>	<i>Eri</i>	3,28	3,73	6,15	<i>K2 V</i>	03 28 13.0	-09 47 47
14	<i>Ross 128</i>	<i>Vir</i>	3,35	11,11	13,48	<i>M4+ V</i>	11 42 36.0	+01 23 00
15	<i>Luyten 789-6</i>	<i>Aqr</i>	3,45	12,32	14,63	<i>M5-M7Ve,e</i>	22 33 00.0	-15 52 00
16	<i>Epsilon Indi</i>	<i>Ind</i>	3,46	4,69	7,00	<i>K4/5 V</i>	21 55 42.7	-57 11 48
17	<i>61 Cygni A</i>	<i>Cyg</i>	3,49	5,21	7,50	<i>K5 V</i>	21 02 25.5	+38 15 20
18	<i>61 Cygni B</i>	<i>Cyg</i>	3,49	6,03	8,33	<i>K7 Ve</i>	21 02 25.5	+38 15 20
19	<i>Prócion A</i>	<i>CMi</i>	3,49	0,38	2,67	<i>F5 IV-V</i>	07 34 04.0	+05 28 53
20	<i>Prócion B</i>	<i>CMi</i>	3,49	10,70	13,00	<i>DA</i>	07 34 04.0	+05 28 53
21	<i>G 227-046</i>	<i>Dra</i>	3,51	8,90	11,18	<i>M3.5 d</i>	18 41 39.8	+59 28 40
22	<i>Groombridge 34</i>	<i>And</i>	3,55	8,07	10,32	<i>M2 V</i>	00 12 40.1	+43 27 21
23	<i>Lacaille 9352</i>	<i>Gru</i>	3,59	7,34	9,56	<i>M2 V</i>	22 59 24.5	-36 25 44
24	<i>Tau Ceti</i>	<i>Cet</i>	3,62	3,50	5,71	<i>G8 V</i>	01 39 25.3	-16 27 50
25	<i>G 051-015</i>	<i>Cnc</i>	3,63	14,81	17,01	<i>M6.5eV</i>	08 23 51.0	+27 07 00

Tabela 2-2: As 20 estrelas mais próximas do Sol. O significado das colunas é o mesmo da tabela 2-1. As duas tabelas têm em comum apenas 3 estrelas (Alfa Centauro, Sírius e Prócion)

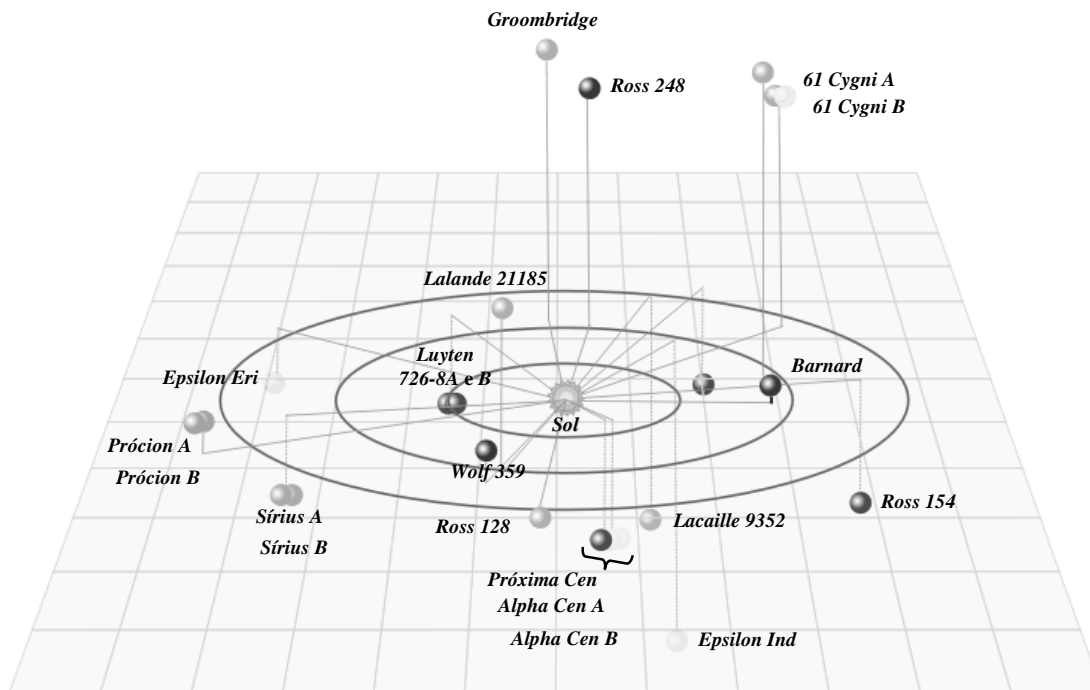


Figura 2-3: As estrelas da vizinhança solar, numa representação em perspectiva das posições relativas. A escala de distância é tal que o espaçamento entre os círculos é de 0,5 pc.

Magnitudes

O *brilho aparente* é a propriedade das estrelas a qual temos acesso mais facilmente; é o que vemos olhando para o céu. Os astrônomos da Antigüidade tinham classificado as estrelas mais brilhantes como sendo de primeira magnitude, as um pouco menos brilhantes como sendo de segunda magnitude, etc., até as de sexta magnitude, que eram as mais fracas que conseguiam observar a olho nu. Trata-se de uma escala que reflete a sensibilidade do olho. Note-se que esta escala é invertida, já que uma estrela mais brilhante é representada por um número (a magnitude) menor, ou seja 1 é maior do que 2, para brilhos medidos em magnitude.

No século 19, o astrônomo inglês Norman R. Pogson comparou a intensidade medida da luz de estrelas com a antiga escala de magnitude, e verificou que uma diferença de 5 magnitudes correspondia aproximadamente a um fator 100 na quantidade de luz. Percebeu também que a escala antiga era *logarítmica*, e estabeleceu a definição rigorosa de magnitude, discutida a seguir. No século 20 passaram a ser usados de forma sistemática os *fotômetros*, detectores instalados em telescópios que medem a quantidade de luz recebida; a escala de magnitude, baseada na nova definição rigorosa, continuou a ser usada.

Vamos brevemente lembrar o significado dos logaritmos. Vale a pena nos estendermos um pouco sobre este assunto, já que as magnitudes são muito usadas em astronomia, apesar de não serem uma unidade prática. Como veremos adiante, até as cores das estrelas são expressas com este tipo de grandeza. Existe um aspecto histórico que talvez explique porque a escala logarítmica foi adotada sem muita relutância. Durante muito tempo, antes da invenção das calculadoras eletrônicas, os logaritmos foram usados para facilitar as

contas, por meio de tabelas ou de “réguas de cálculo”. Portanto, os logaritmos faziam parte da vida diária dos cientistas.

Podem ser definidos diversos tipos de logaritmos, mas o mais usado é o logaritmo de base 10 (abreviação: log). A cada número corresponde um logaritmo. Por exemplo, log de 10 é 1, log de 100 é 2, o de 1000 é 3, etc. (o log é a potência de 10). Logicamente, o log de um número entre 10 e 100 fica entre 1 e 2 (escreve-se por exemplo $\log(50) = 1,7$). Trata-se de uma escala cada vez mais comprimida à medida que vamos para números maiores, ou seja, uma variação de uma unidade no logaritmo corresponde a variações cada vez maiores do número representado. Uma propriedade interessante dos logaritmos é a de transformar produtos em somas. Por exemplo, já que $100 = 10 \times 10$, $\log(100) = \log(10) + \log(10)$. O comportamento da função logaritmo decimal, multiplicado por 2,5, é ilustrado na *figura 2-4*.

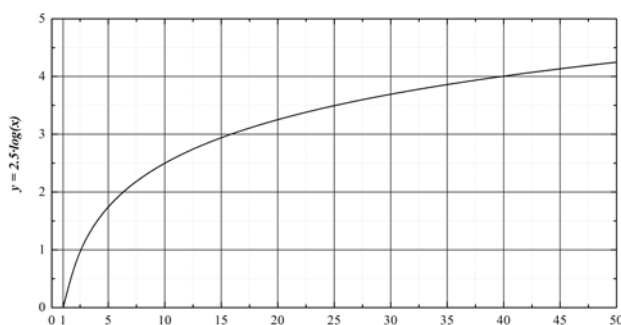


Figura 2-4: A função $y = 2,5 \log(x)$. Vê-se que a função cresce cada vez mais lentamente, para valores crescentes de x . Para x menor do que 1 os logaritmos são negativos.

Nossos sentidos funcionam aproximadamente numa escala logarítmica; por exemplo, um som 10 vezes mais forte que um outro nos parece apenas ligeiramente mais forte.

No caso das estrelas, para fazer coincidir a escala de magnitude que tinha sido estabelecida na Antigüidade e que sempre foi usada, com uma escala baseada na intensidade de radiação medida pelos fotômetros, foi necessário introduzir um fator 2,5 negativo, multiplicando o logaritmo da intensidade. Este fator foi arredondado, porque de qualquer forma, as magnitudes estimadas no passado não eram precisas. Assim, com esta definição, se a intensidade da luz de uma estrela, indicada por um fotômetro, é 10 vezes maior que a de uma outra, diz-se que a primeira tem 2,5 *magnitude* menos que a segunda (lembre-se que magnitude menor representa brilho maior). Parece complicado, porque estamos combinando as propriedades dos logaritmos, o fato da escala ser invertida, e o fator 2,5. Mas, sabendo agora dos motivos históricos que levaram a esta definição, nada nos resta a fazer, senão aceitá-la. O uso de magnitudes é mais um exemplo do conservadorismo da astronomia, a mais antiga das ciências.

Até agora, estávamos comentando brilhos relativos: tal estrela é mais brilhante do que tal outra. Para fixar a escala de magnitudes, escolheu-se uma das estrelas mais brilhantes do céu e decidiu-se que sua magnitude seria 0 (zero). Chamando de I_0 a indicação de um fotômetro para a estrela de magnitude zero, e de I a indicação do mesmo fotômetro para uma estrela que estamos estudando, a magnitude m desta é proporcional ao logaritmo da razão I/I_0 :

$$m = -2.5 \log (I/I_0) \quad (2-1)$$

Lembramos que o sinal negativo vem do fato da escala de magnitudes ser invertida, e o fator 2,5 é o fator necessário para que a definição rigorosa usando logaritmos coincida aproximadamente com a escala antiga.

Se duas estrelas forem exatamente iguais, mas uma estiver situada a uma distância igual ao dobro da outra, a leitura do fotômetro para a distante será quatro vezes menor. Esta relação, que podemos chamar de lei do quadrado da distância, é fácil de entender: a radiação proveniente da estrela distante encontra-se mais diluída. Isto faz parte de nossa experiência cotidiana: para conseguir ler nosso livro, queremos uma lâmpada próxima. A magnitude da estrela mais distante, neste exemplo, será maior em 1.5 unidades (quem quiser pode verificar, usando a equação 1).

A magnitude dada pela equação (1) é chamada de *magnitude aparente*. É a magnitude tal qual ela nos aparece, dada diretamente pela observação do brilho. Se uma estrela parece mais brilhante que uma outra, sua magnitude aparente será menor, independentemente do motivo pelo qual o brilho é maior. O brilho pode ser forte por duas razões distintas: porque a estrela é próxima, ou porque ela é intrinsecamente brilhante.

Quem trabalha com estrelas quer saber se determinada estrela é realmente brilhante. Para poder comparar estrelas entre si, em termos de propriedades intrínsecas, independentes da distância, foi introduzido o conceito de *magnitude absoluta*. Por definição, a magnitude absoluta M de uma estrela é a magnitude com a qual a veríamos se ela estivesse a uma distância padrão de 10 pc . Sabendo a magnitude aparente m e a distância, podemos calcular M , e inversamente, conhecendo m e M , podemos calcular a distância. A relação entre a magnitude aparente e a magnitude absoluta é:

$$m - M = 5 \log (d) - 5 \quad (2-2)$$

onde d é a distância em parsecs.

Cores

A *cor* é a segunda propriedade das estrelas que conseguimos distinguir a olho nu. Vemos algumas mais azuis, outras mais amareladas. Mas como transformar a cor em número, para poder comparar cientificamente as cores de estrelas? É bom lembrar que os cientistas só gostam de discutir propriedades que podem ser traduzidas em números. Para medir cores usam-se *filtros*, que somente deixam passar a luz de uma determinada cor ou comprimento de onda, antes de chegar ao detector. Óculos de sol de diversas cores são casos particulares de filtros. Por exemplo, podemos medir a intensidade da luz de uma estrela com um filtro azul, que chamaremos de B (*blue* em inglês) e em seguida com um filtro que deixa passar a mesma faixa de cores à qual nosso olho é sensível, que chamaremos de V , e depois ainda com um filtro vermelho R (*red* em inglês). As faixas de comprimento de onda que cada filtro deixa passar são chamadas de bandas. Com a mesma definição da equação (1) podemos criar uma escala de magnitudes para a banda B , outra para a banda V e outra para a banda R . Para

simplificar as coisas, a mesma estrela padrão é escolhida para definir a intensidade de radiação que corresponde à magnitude zero para cada um dos filtros. Depois de medir uma estrela padrão, iremos por exemplo observar outra estrela e determinar sua magnitude na banda B e na banda V . Abreviando, diz-se “ B ” em vez de “a magnitude na banda B ”.

Os objetos que vemos a nossa volta podem ter cores quaisquer, como verde, cor de rosa, etc. As estrelas não apresentam cores arbitrárias; existe uma seqüência bem definida de cores que depende só da temperatura. As estrelas mais frias são vermelhas; as mais quentes são azuis, e as intermediárias parecem amarelas. Embora a cor azul seja popularmente considerada fria, num maçarico, a chama azul é mais quente que a amarela, que é mais quente, por sua vez, que a vermelha. Devido à existência desta ordem única nas cores, a cor de uma estrela pode ser quantificada por $B-V$ (diferença entre as magnitudes nas bandas B e V), quantidade também chamada de *índice de cor*. Uma estrela mais azulada que a estrela padrão produzirá um sinal maior no fotômetro (magnitude menor) do que a padrão quando observada com o filtro azul. Ela terá B menor que V , ou $B-V$ negativo. Ao contrário, uma estrela mais avermelhada que a padrão terá $B-V$ positivo. Uma propriedade extremamente importante do índice de cor é que este não depende da distância da estrela, já que as magnitudes B e V são afetadas da mesma forma pela distância, e o fator devido à distância desaparece quando se faz a diferença $B-V$. Note-se que quase não existem estrelas com $B-V$ negativo, porque a estrela padrão mencionada no parágrafo anterior já é bastante azul. O índice de cor é uma maneira de determinar a temperatura da estrela; a mesma técnica de comparação de dois filtros é utilizada para medir a temperatura de altos fornos siderúrgicos ou da lava de vulcões a distância.

Diagrama HR

Uma descoberta da maior importância foi feita pelo cientista dinamarquês E. Hertzsprung em 1913 e pelo americano H.N. Russel em 1915, de forma independente. Note-se que apesar de se tratar de uma descoberta de enormes conseqüências, ela não exigiu tanta genialidade por parte de seus autores, que tiveram a sorte de serem os primeiros a construir um determinado gráfico. Mas não estamos desmerecendo estes dois eminentes cientistas, que dedicaram anos de suas vidas à realização de observações astronômicas, e que tiveram também outras contribuições. Em ciência, a sorte nunca alcança quem não trabalha seriamente. A partir da estimativa da distância por paralaxe de um certo número de estrelas, e da medida de sua magnitude aparente, eles determinaram sua magnitude absoluta na banda V (que chamaremos M_V), usando a expressão (2). Ao mesmo tempo, medindo a magnitude com dois filtros, determinaram o índice de cor $B-V$. Fizeram então o gráfico de M_V em função de $B-V$. Este gráfico, um exemplo do qual é apresentado na *figura 2-5*, é conhecido como diagrama Hertzsprung-Russel, ou simplesmente *HR*. Nele, cada estrela é representada por um ponto. O interesse do diagrama *HR* vem do fato que as estrelas de uma determinada cor não apresentam um valor arbitrário da magnitude absoluta. As estrelas não estão em posições aleatórias no diagrama. A grande maioria das estrelas se agrupam em torno de uma faixa, que foi chamada de *Seqüência Principal (SP)*. O diagrama *HR* passou a ser um instrumento fundamental para a classificação e o entendimento da evolução das estrelas, como discutiremos a seguir. Supôs-se naturalmente que a *SP* que foi observada para as estrelas da vizinhança solar (para as quais era possível medir a distância por paralaxe e calcular magnitudes absolutas), também valia para estrelas distantes.

O diagrama *HR* possibilitou o terceiro grande passo da humanidade no sentido de construir uma escala de distâncias para o universo. Lembremos que o primeiro passo foi a determinação da distância ao Sol, e o segundo a determinação da distância de estrelas por paralaxe. Não descrevemos neste livro alguns métodos permitiram estender um pouco a distância máxima de determinação de distâncias por paralaxe (paralaxe estatística, paralaxe secular). Consideramos que o terceiro passo consistiu em perceber que as estrelas de uma determinada cor tinham determinada magnitude absoluta, de acordo com o diagrama *HR*. Ou seja, medindo a cor, o que é factível mesmo para estrelas muito distantes, deduzimos a magnitude absoluta, e medindo também a magnitude aparente, calculamos a distância. É claro que a determinação da magnitude absoluta não é perfeita, porque a seqüência principal no diagrama *HR* tem uma certa largura. Mas, enquanto as distâncias podem ser obtidas diretamente por meio de paralaxe apenas para um número limitado de estrelas próximas, as cores podem ser medidas para um número muito maior de estrelas. Graças à equação (2) o universo mensurável passou de algumas dezenas de parsecs para alguns milhares de parsecs (ou kiloparsecs). Mais tarde, para atingir milhões de parsecs (megaparsecs), outras técnicas envolvendo magnitudes de aglomerados de estrelas ou magnitudes de galáxias foram introduzidas. Mas todo o edifício repousa sobre os primeiros passos descritos neste capítulo.

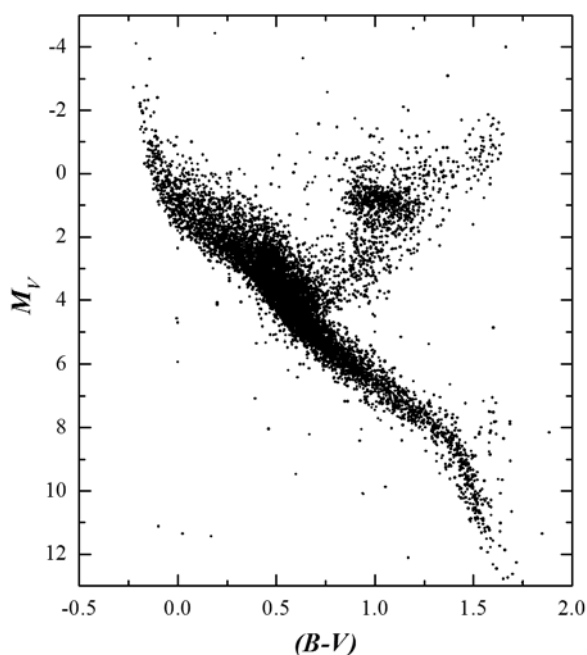


Figura 2-5: Diagrama *HR* de estrelas observadas pelo satélite Hipparcos, a maioria situadas em nossa vizinhança, até 200 pc. O eixo horizontal *B-V* indica a cor das estrelas, azuis na esquerda e vermelhas na direita. O eixo vertical representa a magnitude absoluta, como explicado no texto. Só foram colocadas no gráfico estrelas cuja distância foi determinada com erro inferior a 10%.

O diagrama *HR* não é apenas um degrau importante no conhecimento da escala de distâncias. Ele é uma peça fundamental para conhecer a evolução estelar, e estabelecer a idade de grupos de estrelas. Vamos a seguir tentar responder à questão: porque a seqüência principal existe?

As estrelas se formam a partir do gás existente na Galáxia. O gás é constituído principalmente de hidrogênio e de hélio, concentrados em nuvens. O meio interestelar, que inclui o gás, será descrito em mais detalhe no próximo capítulo. Em determinadas regiões da Galáxia, como nos braços espirais, sob o efeito de colisões de nuvens que aumentam localmente a densidade do gás, a força de atração gravitacional do gás sobre si próprio consegue vencer a força de pressão (que normalmente tende a fazer com que o gás se expanda). Os caroços de mais alta densidade no interior da nuvem começam então a se contrair, ficando cada vez mais densos; a força gravitacional cresce cada vez mais, levando de forma irreversível à formação de estrelas. Devido ao trabalho da força gravitacional, as partes mais internas da estrela em formação são levadas a temperaturas altíssimas (dezenas de milhões de graus) que desencadeiam reações nucleares de “queima de hidrogênio”. Trata-se de um processo de fusão, em que os núcleos de hidrogênio se combinam em vários passos até formarem núcleos de hélio, liberando energia. A estrela entra então num estado de equilíbrio, em que a energia produzida no centro pela fusão nuclear se transfere lentamente até a superfície, escapando na forma de luz que observamos. Um mecanismo auto-regulador se estabelece, no sentido de que uma taxa de reação nuclear muito elevada tenderia a expandir a estrela, diminuindo a taxa de reação, e vice-versa: uma taxa pequena favorece a contração, o que implica, por sua vez, o aumento da taxa. Logo, a taxa de reação se estabiliza num determinado valor. E, como a reserva de combustível é muito grande, a estrela pode passar bilhões de anos irradiando energia de forma praticamente constante.

Intuitivamente, podemos imaginar que a quantidade de combustível nuclear depende da massa da estrela (uma estrela com muita massa contém muito hidrogênio) e que portanto a esperança de vida da estrela também depende da massa. Seria interessante conhecer a massa das estrelas. Mas será que temos condições de “pesá-las”? Por incrível que pareça, a resposta é sim! Por sorte, existem muitos sistemas binários (estrelas duplas); são estrelas que ficam orbitando uma em torno da outra, ligadas pela atração da gravidade. Podemos observá-las durante anos a fio (*figura 2-6*), e deduzir qual o tempo de revolução. Da mesma forma que o período de rotação da Terra em torno do Sol é controlado pela massa do Sol e pelo raio da órbita, o período do sistema de estrelas duplas depende da massa destas e da distância entre elas.

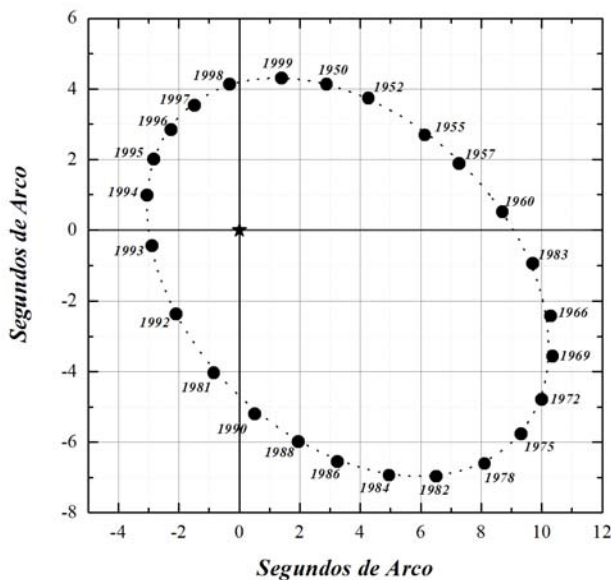


Figura 2-6: Órbita aparente de uma estrela de um sistema binário em torno da companheira mais massiva, tomada como fixa. Trata-se da estrela binária Sirius (tabela 2-2).

As observações de um grande número de sistemas binários permitiu estabelecer uma relação direta entre a massa de uma estrela e sua posição na seqüência principal do diagrama *HR*. As estrelas de maior massa são as mais quentes e mais azuis.

No interior das estrelas mais massivas, a temperatura e a pressão do gás são mais elevadas do que nas de menor massa. Como a taxa de reação nuclear aumenta fortemente com a temperatura, a liberação de energia é muito maior nas massivas. Fazendo as contas na ponta do lápis, chega-se a um resultado surpreendente: as estrelas de maior massa, apesar de disporem de mais combustível, vivem muito menos tempo do que as de pequena massa. Por exemplo, uma estrela com a massa do Sol vive cerca de *9 bilhões de anos*, e uma estrela com massa 60 vezes a do Sol vive pouco mais de *1 milhão de anos*, ou seja, tem uma vida quase dez mil vezes mais curta!

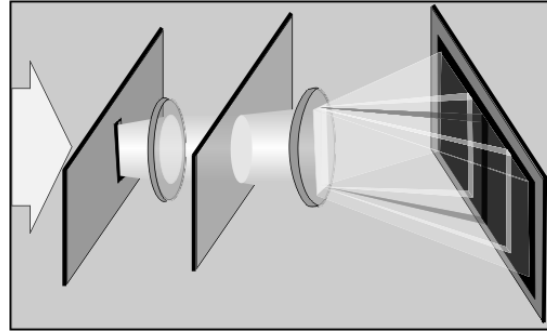
Até o momento discutimos propriedades tais como massa, luminosidade e cor das estrelas. Vamos enfatizar que estas são propriedades correlacionadas entre si: grosso modo, a massa de uma estrela da seqüência principal determina automaticamente sua luminosidade e sua cor, que está relacionada com sua temperatura. Quanto mais massiva, mais luminosa, mais quente e mais azulada a estrela. Da mesma forma, se soubermos a cor, podemos prever a magnitude absoluta. É por causa desta correlação que as estrelas não se encontram espalhadas em qualquer lugar no diagrama *HR*. A seqüência principal surge como uma região, no diagrama *HR*, em que o compromisso entre gravidade (massa), e taxa de reações nucleares (luminosidade) é o melhor possível; a cada massa corresponde um ponto de maior equilíbrio entre as tendências de colapso gravitacional e de expansão pela reações nucleares.

O diagrama *HR* que mostramos na *figura 2-5* contém estrelas com uma grande variedade de idades, por ser uma amostra de estrelas da vizinhança solar. Muitas estrelas estão fora da SP. Veremos mais adiante que o aspecto do diagrama *HR* pode ser bem diferente, quando observamos um aglomerado de estrelas, onde supostamente, todas têm a mesma idade.

Tipos espectrais

Magnitudes e cores, como vimos, são propriedades observáveis importantes das estrelas, chamadas de propriedades fotométricas. Com equipamento um pouco mais sofisticado, é possível observar espectros, o que deu origem a uma classificação muito usada, e um pouco atrapalhada, de “tipos espectrais”. Desde o final do século 19, com o advento das chapas fotográficas, foram sendo acumulados espectros de estrelas. O espectro é um registro da intensidade da luz de uma estrela, em função do comprimento de onda, que se obtém fazendo a luz da estrela atravessar um prisma ou passar por uma rede de difração. O equipamento, ou espectrógrafo, é descrito esquematicamente na *figura 2-7*.

Figura 2-7: Esquema de um espectrógrafo. O telescópio forma a imagem de uma estrela ou de uma nebulosa sobre uma fenda, que é a entrada do espectrógrafo. A partir deste ponto a luz diverge e passa por um “colimador” que produz um feixe paralelo de luz. A luz passa por um prisma ou por uma rede de difração, que é o elemento que decompõe a luz em suas várias frequências. O elemento óptico seguinte (câmara) produz a imagem das linhas espectrais sobre um detector CCD (antigamente, sobre uma placa fotográfica).



O espectro aparece normalmente na chapa fotográfica (substituídas hoje em dia por detectores CCDs) como um uma faixa clara, o “contínuo” da estrela, atravessada por linhas estreitas e escuras, que são as linhas de absorção.

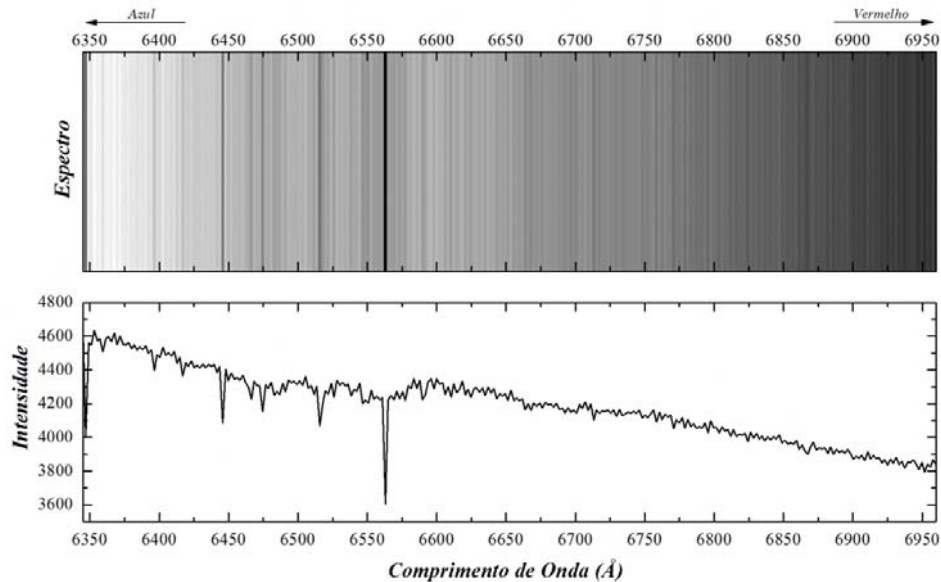


Figura 2-8: Exemplo de espectro de estrela, cobrindo uma região limitada de comprimentos de onda (6350 a 6950 Angstroms). A estrela é Deneb, que consta da tabela 2-1. A linha mais intensa que aparece no espectro é a linha $H\alpha$, do hidrogênio. Em cima, espectro diretamente obtido do detector CCD; em baixo, traçado da intensidade versus comprimento de onda; é a mesma informação apresentada de forma mais quantitativa, normalmente usada nas publicações, e também chamada de espectro.

No início, os espectros eram pouco compreendidos, embora algumas das linhas fossem identificadas, como as de hidrogênio e de hélio. Certas linhas eram muito intensas em algumas estrelas, mas fracas ou ausentes em outras. O trabalho de classificar as estrelas, com base em seus espectros, foi em grande parte uma obra feminina, iniciada na década de 1880 em Harvard. Na falta de maiores informações sobre a física das estrelas, passou-se a tentar juntar espectros parecidos entre si, para formar famílias, como no caso de uma coleção de

insetos para quem não sabe nada de biologia. Williamina P. Fleming publicou um catálogo de 10.000 estrelas separadas em classes denotadas A, B, C, etc. Em 1888 Antonia C. Maury rearranjou estas classes, numa outra ordem. Seu critério foi fazer com que houvesse continuidade nas variações de linhas, tendo em vista que algumas linhas crescem e outras decrescem lentamente, para tipos consecutivos de estrelas. Foi assim que nasceu a seqüência espectral O, B, A, F, G, K, M, utilizada até hoje. Não é difícil entender porque as estrelas O, que não apresentam linha do hidrogênio, tinham sido inicialmente relegadas para a última classe, mas foram posteriormente rearranjadas para primeiras da lista, quando se considerou outras linhas. Mais tarde, Annie J. Cannon introduziu os sub-tipos espectrais, ou seja, divisões decimais. Por exemplo, existem estrelas A0, A1, ..., até A9. Bem, a confusão está feita, e agora parece difícil consertar. Vamos ter que conviver com esta mistura de letras e números, e letras fora da ordem alfabética.

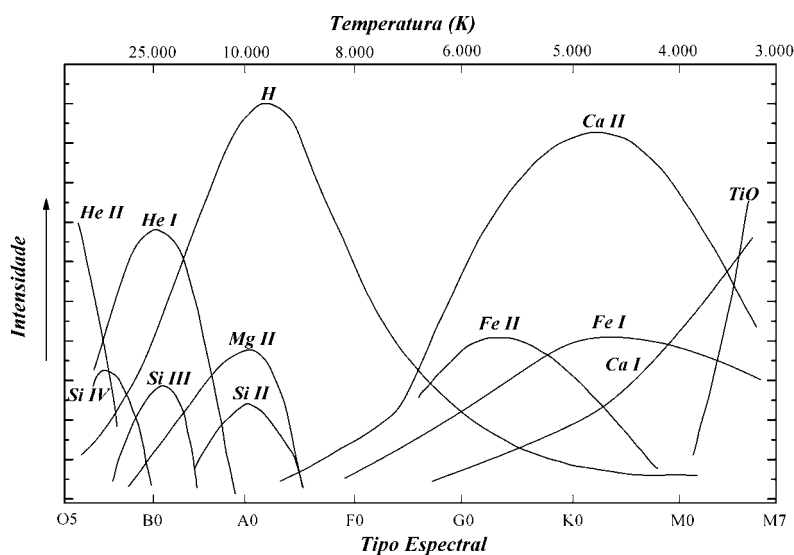


Figura 2-9: A variação da intensidade relativa das principais linhas espectrais das estrelas, em função da temperatura (escala de cima) ou do tipo espectral. A numeração I, II, etc, se refere a estados de ionização (ver texto).

Posteriormente, o paralelo entre a seqüência de tipos espectrais e a seqüência de temperatura ou de índice de cor foi estabelecido e explicado. A seqüência de tipos espectrais não passa de uma escala de temperaturas; as estrelas O são as mais quentes, e as M as mais frias. Dependendo da temperatura, alguns átomos são ionizados, perdendo um ou mais elétrons, e se comportam como se fossem elementos químicos diferentes do átomo original, apresentando linhas espectrais distintas. É devido aos diversos estados de ionização que as linhas aparecem e desaparecem, em função da temperatura. Um elemento químico não desaparece; ele passa a se apresentar na forma de outro íon. Além da tradição, a razão de se continuar usando os tipos espectrais vem o fato de que a classificação obtida a partir de um espectro é bastante segura; ela não é afetada pela extinção do meio interestelar, como acontece com o índice de cor B-V.

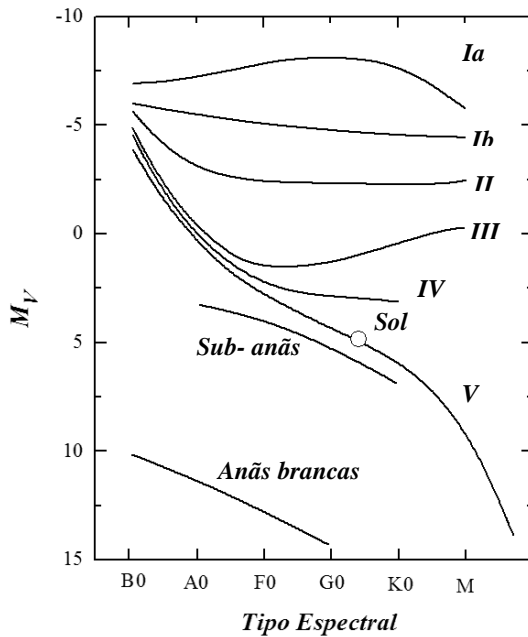


Figura 2-10: Localização das classes de luminosidade no diagrama HR. A seqüência principal (SP) é a classe V; a posição do Sol está indicada.

Classes de luminosidade

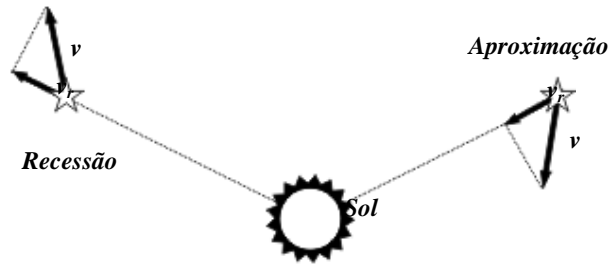
Além dos tipos espectrais, uma classificação complementar foi introduzida um pouco mais tarde, que é a de classe de luminosidade. De acordo com esta classificação, que faz uso de algarismos romanos, as estrelas da SP pertencem à classe V, as gigantes à classe III, e as supergigantes à classe I. Como para as magnitudes, números menores designam luminosidades maiores! Note-se que é comum na literatura se referir às estrelas de classe V como sendo anãs. É claro que gostaríamos que o Sol fosse considerado como normal, e que o termo anãs fosse reservado para as menores ainda, como as anãs brancas. Mas temos novamente que aceitar a tradição. Existem também classes intermediárias, como II e IV. No fundo, esta classificação informa sobre a posição ao longo do eixo vertical (eixo de magnitude absoluta ou de luminosidade) do diagrama HR. Assim, quando dizemos que uma estrela é uma $M4III$, estamos descrevendo sua localização no diagrama HR de forma completa ($M4$ informa sobre a temperatura e III informa sobre a luminosidade). Esta forma de classificação em duas dimensões se tornou um padrão a partir dos trabalhos de W.W. Morgan e P.C. Keenan na década de 1940; ela é designada muitas vezes como o sistema de classificação MK. As classes de luminosidade não iam além de V. Só mais tarde é que se percebeu que existem regiões abaixo da SP que também são povoadas de estrelas, e que teria sido conveniente estender as classes de luminosidade, para luminosidades menores. Mas ninguém se sentiu autorizado a introduzir classes VI ou VII; fala-se então de *sub-anãs* e de *anãs brancas*. As posições no diagrama HR das diversas classes de luminosidade estão indicadas na figura 2-10.

Outras informações obtidas dos espectros

No início, os astrônomos ficavam satisfeitos quando conseguiam identificar as linhas mais intensas que apareciam nos espectros estelares. Hoje, é impressionante a quantidade de informação que se retira dos espectros.

Uma delas, mencionada no capítulo anterior, é a velocidade radial. Trata-se da componente da velocidade na direção que une a estrela ao Sol (ou a nós). A velocidade espacial de uma estrela tem uma direção qualquer que pode ser decomposta na componente radial e na componente na direção do céu (*figura 2-11*).

Figura 2-11: Conceito de velocidade radial: projeção da velocidade da estrela na linha de visada. Apenas a componente radial da velocidade pode ser medida por meio do deslocamento de linhas espectrais.



A velocidade radial produz um deslocamento das linhas do espectro da estrela, devido ao “efeito Doppler” bem conhecido dos físicos. Todas as linhas são deslocadas para a mesma direção, para o vermelho se a estrela estiver se afastando, e para o azul se ela estiver se aproximando (*figura 2-12*). A velocidade é diretamente proporcional ao deslocamento observado. Como a Terra tem seu movimento orbital em torno do Sol, a velocidade que medimos a partir da Terra não é a mesma que obteríamos a partir do Sol, e depende da estação do ano. Geralmente esta correção é feita e são publicadas velocidades heliocêntricas (com relação ao Sol). É possível, hoje, se atingir precisão de medida de velocidade da ordem de metros por segundo.

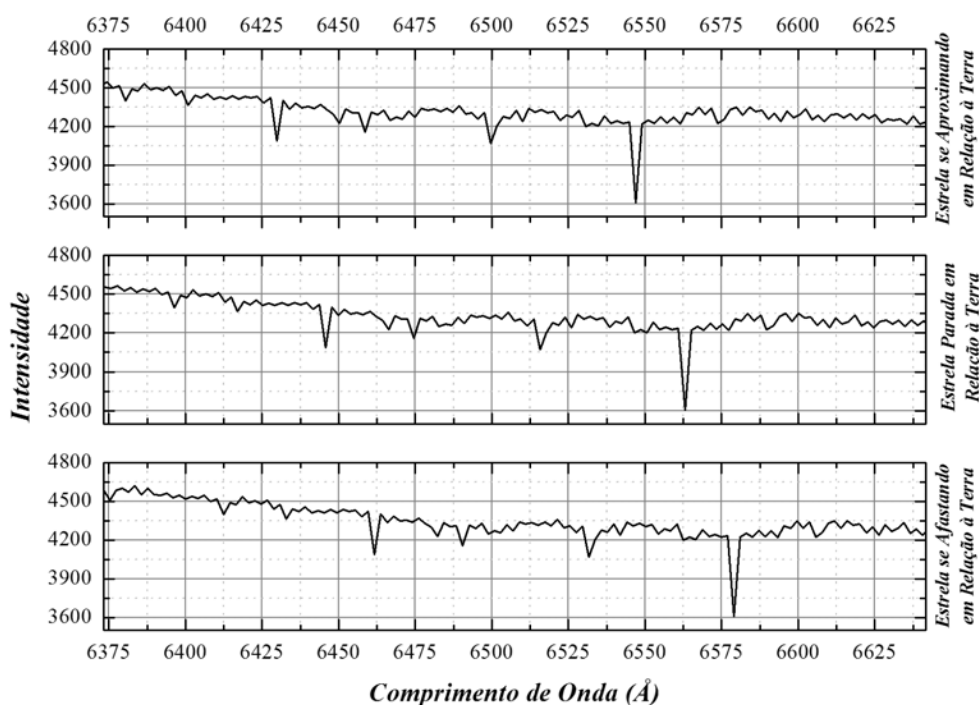


Figura 2-12: Deslocamento das linhas espectrais devido à velocidade radial

Como foi ilustrado na *figura 2-9*, a intensidade relativa de algumas linhas proeminentes informam sobre o tipo espectral, e portanto sobre a temperatura. Mas estrelas de um mesmo tipo espectral podem apresentar uma maior ou menor presença de linhas de um determinado elemento químico. Existem estrelas com diferentes concentrações de elementos químicos mais pesados que o hidrogênio e o hélio, tais como oxigênio, nitrogênio, etc, até os elementos químicos mais pesados do que o ferro. O estudo das abundâncias dos elementos é discutido no capítulo 6, onde é enfatizada sua importância para revelar a história da Galáxia.

Examinando em detalhe o perfil das linhas, conseguimos mais informações sobre as condições físicas na fotosfera da estrela (a camada mais externa, onde são produzidas as linhas espectrais). Assim, por exemplo, a largura de uma linha informa sobre a velocidade de rotação da estrela sobre si mesma, e sobre a pressão do gás na fotosfera. Estas duas causas de alargamento produzem formas de linhas diferentes e por isto, podem ser distinguidas. A largura das linhas nos informa também sobre a classe de luminosidade; por exemplo, uma estrela gigante tem pressão (ou gravidade) menor que uma da *SP*, e tem linhas mais estreitas.

Foram desenvolvidos programas de computadores que conseguem reproduzir os mínimos detalhes dos espectros. Os programas de *síntese espectral*, dos quais voltaremos a falar no capítulo 6, produzem espectros sintéticos que podem ser comparados com os espectros observados, e até produzirem um ajuste perfeito. Desta forma é possível deduzir a abundância relativa dos elementos químicos, levando em consideração temperatura, gravidade, e intensidade natural das linhas de cada elemento.

Função de massa

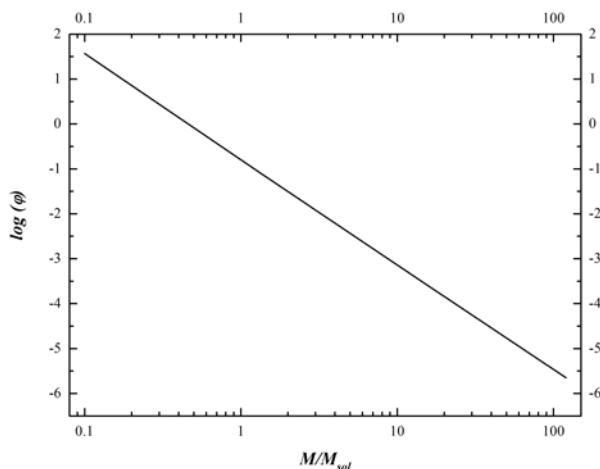
O processo de formação estelar produz estrelas com as mais diversas massas. Algumas nascem com massa de apenas um décimo da massa do Sol; abaixo disto, elas não são sequer consideradas como estrelas, porque a temperatura atingida em seu interior não é suficiente para desencadear a fusão do hidrogênio. Outras nascem com massas de dezenas ou até uma centena de massas solares. As estrelas de pequena massa são muito mais numerosas do que as de grande massa. Por isso, os diagramas *HR* contém muito mais pontos em sua parte inferior, do lado direito, do que nas partes superiores. Quando isso não acontece, é porque as estrelas intrinsecamente fracas são mais difíceis de serem observadas.

Para estudar a proporção de estrelas de diversas massas, ou distribuição de massa das estrelas, foi introduzida a “função de massa” $\varphi(M)$ (é uma tradição usar a letra “*phi*”). Pelo que acabamos de dizer, $\varphi(M)$ é uma função que decresce quando M cresce. A discussão da seção anterior sugere que aglomerados de estrelas com idades diferentes têm funções de massa diferentes, já que em aglomerados mais velhos as estrelas massivas desapareceram.

Mas e se tentarmos voltar à distribuição de massa no instante inicial em que um grupo de estrelas se formou? Esta seria a “função de massa inicial”, que podemos designar por $\varphi_i(M)$. Para as massas pequenas, a função $\varphi(M)$ observada hoje e a função inicial $\varphi_i(M)$ são iguais, pois nenhuma das estrelas de pequena massa teve tempo de desaparecer, desde o momento da formação do grupo. Já para os valores mais altos de M , as duas funções são diferentes. Existem, no entanto, aglomerados abertos de estrelas que são tão jovens que a função de massa observada é praticamente a inicial.

As funções de massa atual e inicial foram objeto de muitos estudos, mas continuam sendo um desafio. Até hoje, não entendemos bem o processo que determina a massa de uma estrela, nem a distribuição de massas (proporção de estrelas de diversas massas). Aparentemente, até onde foi possível verificar, a função inicial $\varphi_i(M)$, é universal, ou seja, em qualquer local onde tenham se formado estrelas, e em qualquer época, a proporção de estrelas de diversas massas é aproximadamente a mesma. Pelo menos, não está claro se existem fatores ambientais, nas regiões de formação estelar, que favorecem a criação de estrelas de maior ou menor massa.

Figura 2-13: Lei de Salpeter para a função de massa inicial, ou número relativo de estrelas formadas em função da massa. Quanto maior a massa, menor o número de estrela (do artigo original)



Edwin Salpeter, da Universidade de Cornell (EUA), foi o primeiro a propor uma função matemática¹ para descrever $\varphi_i(M)$, ilustrada na figura 2-13. É apenas uma lei empírica; existem outras, como a de J.M. Scalo, que parece ser mais correta, mas é menos usada, por ser uma expressão um pouco mais complicada.

Mais sobre a vida e a morte das estrelas

Depois de convencer o leitor da importância da *SP* (seqüência principal), e explicar porque existem muitas estrelas na mesma, é tempo de explicar porque também existem estrelas que ficam fora desta seqüência. Embora as estrelas passem a maior parte de sua vida na *SP*, há uma fração do tempo de existência, na infância e na velhice, em que elas não se comportam da mesma maneira que durante sua vida adulta.

Foi descrito mais acima, de forma simplificada, como é desencadeada a formação de estrelas. Quando uma estrela está nascendo, no início é uma grande esfera de gás, no interior da qual as reações nucleares ainda não se acenderam. Nesta fase, sua luminosidade provém da energia gravitacional que está sendo liberada à medida que a estrela se contrai. Sua temperatura interna vai aumentando rapidamente. Tudo é relativo; o tempo de contração, ou fase *pré-SP*, dura tipicamente alguns milhões de anos (depende da massa da estrela). Isso é pouco comparado com o tempo na *SP*, geralmente da ordem de bilhões de anos; por isso falamos de evolução rápida. Durante a infância (fase *pré-SP*), a estrela se desloca no diagrama *HR*. Nasce com grande luminosidade e baixa temperatura, do lado direito do diagrama *HR*; a luminosidade inicialmente cai, e depois a estrela passa por aumento de temperatura, até que se assente na *SP* (ver a *figura 2-14*), onde permanece por muito tempo.

Já a velhice da estrela acontece quando começa a faltar combustível (hidrogênio) em seu centro. Não tendo mais fonte de energia para sustentar as regiões centrais contra a pressão ou peso das camadas externas, a estrela se contrai, aumentando a temperatura e densidade central, até que se torne possível a queima de hidrogênio numa camada esférica, e não mais no centro, onde o hidrogênio se esgotou. Os acontecimentos começam de novo a se acelerar; a queima de hidrogênio é mais rápida, devido ao aumento da temperatura e da pressão interna. Isto gera um aumento de luminosidade; a maior luminosidade gera um aumento da pressão sobre as camadas externas, que se expandem e por isto se tornam mais frias. Enquanto o hidrogênio se encontra em combustão numa camada, a temperatura e a pressão no centro da estrela atingem um valor tal que passa a haver combustão de hélio, que não acontecia antes. Parece contraditório: o interior ficou mais quente e mais denso, e as partes externas mais frias e menos densas. Mas é o que as equações de equilíbrio nos mostram! Nesta fase, a estrela faz um caminho que parece o inverso de sua infância: ela abandona a *SP* e se desloca no diagrama *HR*, ficando maior, mais luminosa, mais fria externamente, e mais avermelhada. Ela se torna uma gigante vermelha. É isto que vai acontecer com o Sol, dentro de cerca de 5

¹ A lei de Salpeter é expressa por $\varphi_i(M) \propto M^{-2.35}$; o número de estrelas por intervalo de massa diminui com a massa de acordo com esta lei de potência.

bilhões de anos. O aumento do raio do Sol vai ser tal que ele vai alcançar a Terra. É bom pensarmos numa mudança! A *figura 2-14* ilustra o percurso de uma estrela como o Sol no diagrama *HR*.

Na fase de gigante vermelha, as estrelas passam a perder matéria para o meio interestelar, na forma de um “vento estelar”. Ao mesmo tempo, passam por períodos de instabilidade, em que são variáveis. Algumas das formas de variabilidade, como a das estrelas “pulsantes”, são bastante regulares. Neste caso, o raio da estrela oscila entre um valor máximo e um valor mínimo, e sua luminosidade também varia, com períodos de dias, semanas ou mesmo de anos, dependendo principalmente da massa da estrela.

Como resultado final da evolução, depois da fase de gigante vermelha, teremos “anãs brancas”, estrelas que já não apresentam combustão em seu interior e esfriam lentamente. As anãs brancas, cuja posição no diagrama *HR* é indicada na *figura 2-14*, são muito menos luminosas que as estrelas da *SP*. As estrelas inicialmente mais massivas podem dar origem a uma imensa explosão (supernova), que joga boa parte do material de volta para o meio interestelar, sobrando um caroço extremamente denso, a *estrela de nêutrons* ou mesmo um *buraco negro*. Este último objeto apresenta uma densidade tão elevada que nem a luz consegue escapar.

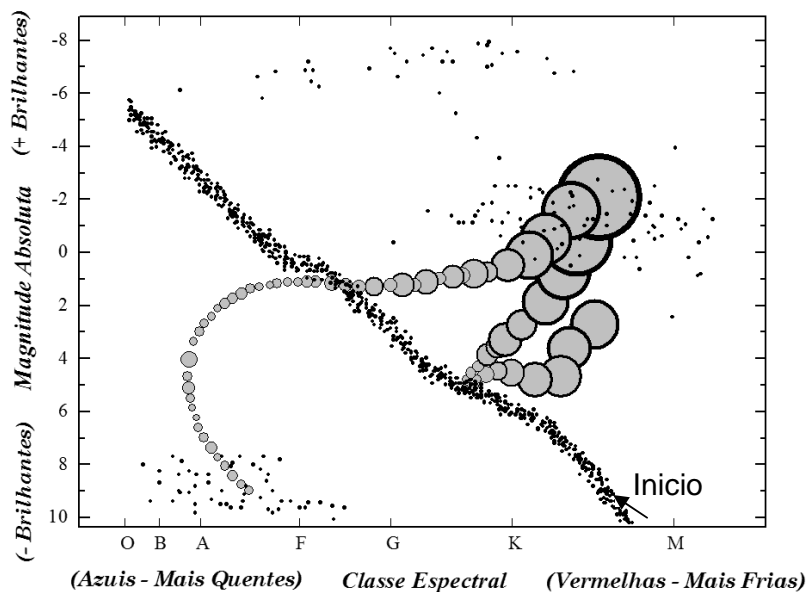


Figura 2-14: Trajetória percorrida no diagrama *HR* por uma estrela de tipo solar (círculos cinza). No momento do nascimento a estrela está ainda embebida na nuvem de gás da qual se formou e não é visível. A trajetória como estrela visível se inicia como uma estrela vermelha, e vai até a *SP*, onde permanece por muito tempo. Depois se transforma em gigante vermelha (tipo espectral *K* ou *M*), e evolui para a fase final de anã branca, no canto direito inferior do diagrama. O tamanho dos círculos representa de forma esquemática o raio da estrela.

Tendo visto como uma estrela típica se movimenta no diagrama *HR* ao longo de sua vida, estamos prontos para entender o diagrama *HR* de um aglomerado de estrelas. Um aglomerado, tanto aberto como globular, é um conjunto de estrelas que nasceram juntas e têm, portanto, a mesma idade. A única diferença entre estrelas de um mesmo aglomerado reside na massa. Como vimos, na hora da formação do aglomerado, as massas seguiam aproximadamente a lei de Salpeter, com poucas estrelas de grande massa e muitas de pequena massa. Mas, apesar de terem a mesma idade, algumas estrelas ficam com aparência de velhas antes das outras. Como as estrelas massivas morrem mais rapidamente do que as de pouca massa, ao envelhecer um aglomerado logo deixará de ter estrelas de alta massa. A *figura 2-15* compara o diagrama *HR* de dois aglomerados com idades diferentes. O aglomerado das *Plêiades* é um aglomerado aberto jovem (cerca de 70 milhões de anos); seu diagrama *HR* praticamente só mostra estrelas na *SP*. Ao contrário, *M3* é um aglomerado globular, com idade de 11,5 bilhões de anos. Observamos que as estrelas de maior massa (ou de menor magnitude absoluta) deixaram a *SP*, e passaram a ocupar outras regiões do diagrama *HR*, situadas acima da *SP*. Alguns detalhes merecem ser comentados aqui. O maior número de estrelas no diagrama *HR* de *M3* vem do fato que se trata de um aglomerado globular, enquanto que as *Plêiades* constituem um aglomerado aberto, que contém muito menos estrelas. Devido às diferenças de escalas, a *SP* tem orientações um pouco diferentes nos dois gráficos. Certamente uma fração das estrelas de *M3* já alcançou o estágio de anã branca, e deveria se encontrar no canto inferior direito do diagrama *HR*. Estas estrelas não aparecem na figura porque não foram observadas; as anãs brancas têm magnitudes elevadas, e são dificilmente detectadas num aglomerado distante.

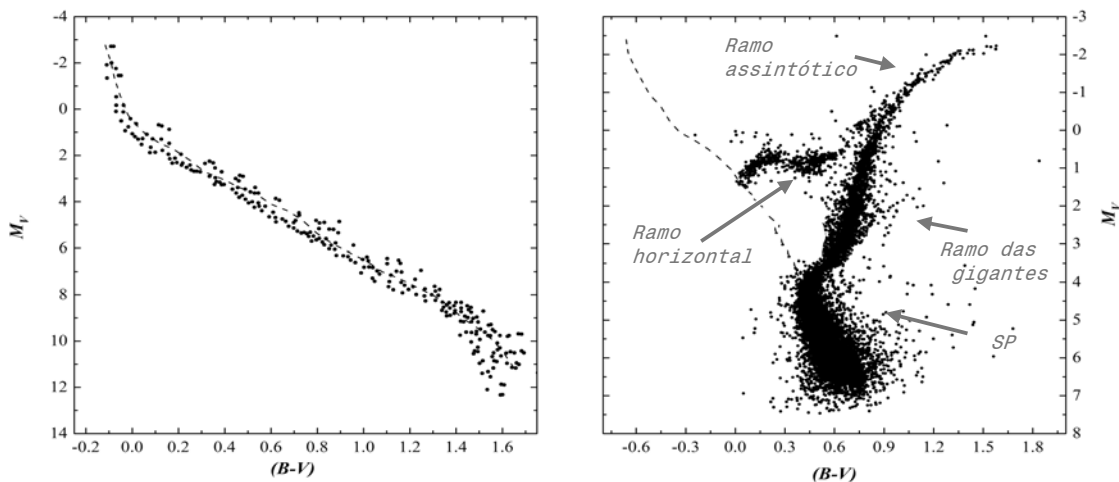


Figura 2-15: Diagramas *HR* de um aglomerado jovem (*Plêiades*) e de um aglomerado velho (*M3*) no qual apenas as estrelas de pouca luminosidade continuam ocupando a seqüência principal. Note-se que as escalas são diferentes para os dois diagramas. O local da *SP* é indicado por uma linha pontilhada. Os nomes atribuídos aos diversos “ramos” das estrelas pós-sequência principal, comuns aos diagramas *HR* de aglomerados velhos, estão indicados.

As regiões do diagrama HR de aglomerados velhos onde se encontram as estrelas receberam denominações como ramo das subgigantes, ramo das gigantes, ramo assintótico, e ramo horizontal. Os dois primeiros nomes designam as classes de luminosidade das estrelas presentes nos respectivos ramos, os outros dois são meramente descritivos do aspecto do ramo, sem nenhuma pretensão de esclarecer sobre a natureza das estrelas ali presentes. Um ramo é horizontal porque esta é sua orientação no diagrama HR, ou assintótico porque parece com esta figura matemática (assintota).

A grande diferença entre os dois diagramas *HR* ilustrados na *figura 2-15* mostra que estes diagramas são um poderoso instrumento para determinar a idade de aglomerados. A *figura 2-16* ilustra como esta datação é feita. Chamamos de idade zero a situação em que todas as estrelas se encontram na *SP*. Passados alguns milhões de anos, as estrelas mais massivas (aquelas que eram de tipo espectral O ou B) abandonam a *SP*. Com o passar do tempo, estrelas de massa cada vez menor deixam de estar na *SP*. O ponto da guinada (*turn-off*) onde se situam as estrelas prestes a saírem da *SP* é um indicador de idade, que pode ser calibrado por meio de cálculos de evolução estelar. Geralmente, prefere-se comparar diretamente a linhas que contém as estrelas de uma mesma idade, ou isócronas (como linhas formadas pelas estrelas em cada um dos quadros da *figura 2-16*), com as observações.

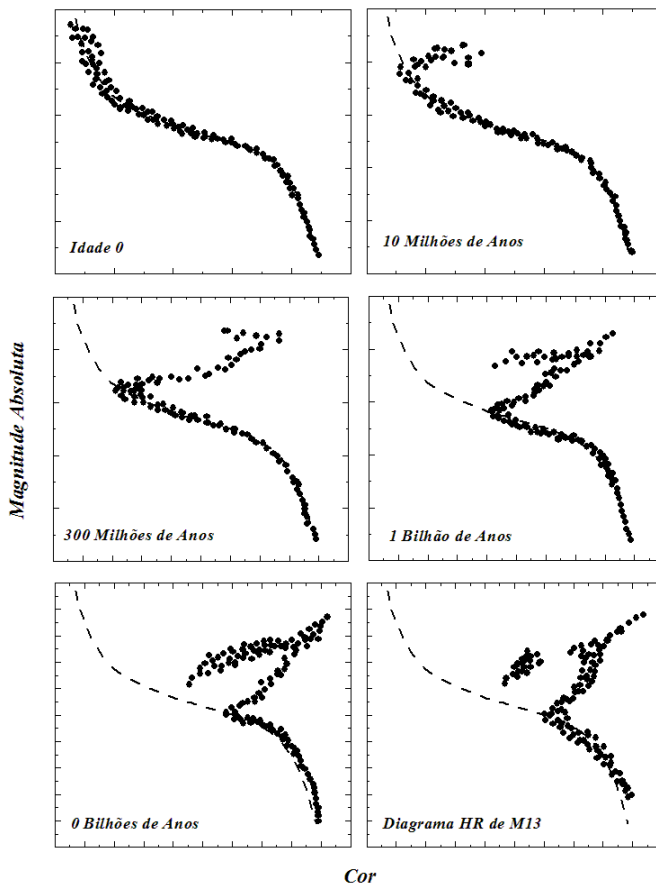


Figura 2-16:
 Diagramas HR de aglomerados estelares com diferentes idades, mostrando o progressivo abandono da *SP*, que se inicia pelas estrelas mais massivas e brilhantes, e atinge estrelas cada vez menos brilhantes. M13 é um aglomerado globular com idade estimada em 14 bilhões de anos, mais velho que M3.

Conclusões

Neste capítulo não percorremos toda a área de astrofísica estelar; focalizamos o que é indispensável para um primeiro estudo da Galáxia. Mostramos como se determinam as distâncias, e discutimos a importância do diagrama *HR*. Este se revelou ser um instrumento extraordinário, tanto para estender a escala de distâncias mensuráveis do Universo, como para descrever a evolução estelar e determinar a idade de aglomerados. Pelo menos para as estrelas que estão na *SP*, com uma medida tão simples quanto a de um índice de cor, consegue-se saber quase todas suas propriedades: temperatura, tipo espectral, luminosidade e massa. Isto acontece porque a massa determina as outras propriedades; as características aparentes de uma estrela praticamente não mudam com o tempo, enquanto esta se encontra na *SP*. Se examinarmos em mais detalhe as propriedades de estrelas, perceberemos que pequenas diferenças podem existir entre estrelas de mesma massa, por conta por exemplo da composição química, que pode apresentar alguma variedade, e de propriedades ligadas à rotação, como as propriedades magnéticas (como a atividade cromosférica do Sol). Já as estrelas que se encontram fora da *SP* (*pré-SP* ou *pós-SP*), apresentam uma grande diversidade de tipos de variabilidade, algumas periódicas e outras irregulares. Algumas variáveis periódicas (Cefeidas, RR Lyrae), por serem reconhecíveis a grande distância, têm sido utilizadas para a determinação de distâncias de grupos de estrelas ou de galáxias. Além das propriedades intrínsecas das estrelas, que foram o centro das atenções neste capítulo, existem propriedades dinâmicas, relacionadas com a natureza de suas órbitas na Galáxia. No *capítulo 4* discutiremos o conceito de populações estelares, e algumas surpreendentes correlações entre propriedades químicas e dinâmicas.