

TRANSPORTE DE ENERGIA EM ASTROFÍSICA

Walter J. Maciel



INSTITUTO DE
ASTRONOMIA,
GEOFÍSICA
E CIÊNCIAS
ATMOSFÉRICAS

TRANSPORTE DE ENERGIA EM ASTROFÍSICA

Walter J. Maciel



2022

Ficha Catalográfica

Elaborada pelo Serviço de Biblioteca e Documentação do
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da USP

M138t
Maciel, Walter Junqueira
Transporte de energia em Astrofísica.
Walter Junqueira Maciel – São Paulo: IAG-USP. 2022.
311 p. (E-book)

CDD: 523.01

ISBN 978-65-88233-04-7 (e-book)

Acesso em:

www.astro.iag.usp.br/~maciel/teaching/teaching.html

www.iag.usp.br/astrofisica/livros-e-apostilas



Versão 05.08.2022

*The dead don't go anywhere. They're all here.
Each man is a cemetery. An actual cemetery, in
which lie all our grandmothers and grandfathers,
the father and mother, the wife, the child.
Everyone is here all the time.*

Isaac Bashevis Singer

*Ich wand're schon
Im reinen Licht,
Seh Mond und Sonn
Zu meinem Fuss*

Franz von Bruchmann, *Schwestergruss*

Aos meus irmãos

PREFÁCIO

Este livro é baseado nas notas de aulas do curso “Transporte de Energia em Astrofísica”, oferecido aos alunos da graduação em Astronomia pelo Departamento de Astronomia do IAG/USP. O texto surgiu a partir da proposta de um curso avançado abordando diversos fenômenos de transporte de energia em astrofísica. Em geral, a expressão “transporte de energia” refere-se à radiação, convecção e condução eletrônica, e suas principais aplicações em astrofísica, principalmente na física estelar e na física do meio interestelar. Neste livro, estes aspectos são abordados, mas o enfoque é mais geral: são considerados diversos processos físicos importantes para a astrofísica em que energia é transportada de um objeto a outro, independente do mecanismo efetivamente utilizado. Portanto, muitos processos serão considerados, o que requer um conhecimento prévio dos aspectos mais elementares desses objetos, discutidos em cursos anteriores.

Todos os capítulos contêm muitos exemplos numéricos, que são essenciais para que o leitor possa ter uma idéia mais quantitativa das propriedades físicas envolvidas nos processos de transporte de energia. Estes exemplos refletem basicamente minha experiência como docente e pesquisador, e portanto estão restritos aos processos mais familiares em que trabalhei ao longo dos anos. Outros exemplos, distintos dos tratados neste texto, poderiam igualmente servir como ilustração dos processos de transporte de energia.

Partes do material neste texto foram baseadas em trabalhos anteriores, em particular nos livros “Introdução à estrutura e evolução estelar”(Edusp, 1999), “Astrofísica do meio interestelar”(Edusp, 2002), “Hidrodinâmica e ventos estelares: uma introdução”(Edusp, 2004), “Fundamentos de Evolução química da Galáxia”(IAG/USP, 2020) e “500 Exercícios resolvidos de Astrofísica” (IAG/USP, 2020). Outros textos básicos, principalmente livros recentes e artigos de revisão estão incluídos na bibliografia de cada capítulo. Além dos exemplos trabalhados no texto, cada capítulo inclui também uma série de exercícios, que devem ser considerados como parte integral do texto, pois ilustram e complementam o material discutido no capítulo.

Apesar das rigorosas revisões feitas, é inevitável que alguns erros possam ter permanecido. Quaisquer correções e sugestões serão bem vindas, podendo ser enviadas ao endereço wjmaciel@usp.br.

São Paulo, Julho de 2022

W. J. Maciel

SUMÁRIO

CAPÍTULO 1 – TRANSPORTE RADIATIVO

1.1 - Introdução	1
1.2 - Conceitos do campo de radiação	1
1.3 - Equação de transporte radiativo	15
1.4 - Solução geral	16
1.5 - O campo de radiação interestelar	20
1.6 - Campo de radiação: rádio aos raios gama	23
Exercícios	27
Referências bibliográficas	28

CAPÍTULO 2 – EQUILÍBRIO TERMODINÂMICO

2.1 - Lei de Kirchhoff e ET	29
2.2 - Propriedades da função de Planck	32
2.3 - Lei de Stefan-Boltzmann e as equações da termodinâmica	43
2.4 - Equações do equilíbrio termodinâmico	44
2.5 - Desvios do equilíbrio termodinâmico	52
Exercícios	60
Referências bibliográficas	61

CAPÍTULO 3 – ATMOSFERAS ESTELARES

3.1 - Introdução	63
3.2 - Atmosfera plano-paralela	63
3.3 - Atmosfera cinza	72
3.4 - Fluxo emergente em uma atmosfera cinza	77
3.5 - Opacidade	81
Exercícios	92
Referências bibliográficas	93

CAPÍTULO 4 - FORMAÇÃO DE LINHAS ESPECTRAIS

4.1 - Introdução	95
4.2 - Linhas espectrais	95
4.3 - Alargamento das linhas espectrais	100
4.4 - Largura equivalente	111
4.5 - Curva de crescimento	115

4.6 - Linhas espectrais em atmosferas estelares	120
Exercícios	122
Referências bibliográficas	123

CAPÍTULO 5 – VENTOS ESTELARES

5.1 - Introdução	125
5.2 - A taxa de perda de massa	129
5.3 - Equações dos ventos estelares	134
5.4 - Ventos estelares e transferência de energia	141
5.5 - Mecanismos responsáveis pelos ventos estelares	147
5.6 - Interação dos ventos estelares com o meio interestelar	158
5.7 - Transporte radiativo e ventos estelares	160
Exercícios	161
Referências bibliográficas	162

CAPÍTULO 6 - INTERIORES ESTELARES

6.1 - Introdução	163
6.2 - Energias estelares	163
6.3 - Equilíbrio radiativo	174
6.4 - Transporte convectivo	180
6.5 - Condução em estrelas	191
Exercícios	197
Referências bibliográficas	198

CAPÍTULO 7 - PROCESSOS DINÂMICOS I

7.1 - Introdução	201
7.2 - O teorema do virial	201
7.3 - O teorema de Liouville	214
7.4 - O limite de Oort	217
Exercícios	220
Referências bibliográficas	221

CAPÍTULO 8 - PROCESSOS DINÂMICOS II

8.1 - Introdução	223
8.2 - Dinâmica estelar	224
8.3 - O teorema do virial na dinâmica estelar	227

8.4 - Relaxação colisional	233
8.5 - Tempo de cruzamento e tempo de relaxação	237
8.6 - A equação de transporte de Boltzmann	239
8.7 - Equação de Boltzmann em sistemas estelares	242
Exercícios	244
Referências bibliográficas	245

CAPÍTULO 9 – NEBULOSAS E O MEIO INTERESTELAR

9.1 - Introdução	247
9.2 - Nuvens interestelares e nebulosas	248
9.3 - Equilíbrio no meio interestelar	255
9.4 - Aquecimento no meio interestelar	258
9.5 - Resfriamento no meio interestelar	264
9.6 - Temperatura de equilíbrio em nuvens interestelares	269
9.7 - Nebulosas ionizadas interestelares	276
Exercícios	282
Referências bibliográficas	283

CAPÍTULO 10 – PROCESSOS DINÂMICOS EM PLASMAS

10.1 - Introdução	285
10.2 - Equações da dinâmica de fluidos	291
10.3 - Critério de instabilidade de Jeans	294
10.4 - Equações básicas de MHD	297
10.5 - Força de Lorentz	301
10.6 - Choques hidromagnéticos	304
10.7 - Instabilidade de Parker	306
Exercícios	310
Referências bibliográficas	311

CONSTANTES E UNIDADES

CRÉDITOS DAS FIGURAS

SOBRE O AUTOR

TRANSPORTE RADIATIVO

1.1 INTRODUÇÃO

Em meios astrofísicos, ocorrem diversos processos importantes de transporte de energia, frequentemente de maneira simultânea. Entre esses processos, possivelmente o mais importante é o transporte da radiação, uma vez que as informações astrofísicas são obtidas principalmente por meio de alguma observação de radiação, no contínuo ou em linhas e bandas espectrais. Neste capítulo, vamos estudar os principais conceitos do campo de radiação, a equação de transporte radiativo, e suas soluções em alguns casos simples.

Diversos textos básicos de astrofísica tratam do transporte radiativo, da equação de transporte e suas soluções nos casos mais simples. Entre eles, podem ser mencionados Choudhuri (2010), Carroll e Ostlie (2014), Kartunnen et al. (2007), Zeilik e Gregory (1998), Shu (1982) e Swihart (1968). Algumas partes do desenvolvimento a seguir foram baseadas no tratamento dado por Maciel (1999, 2002).

1.2 CONCEITOS DO CAMPO DE RADIAÇÃO

Para o estudo do transporte de radiação em meios astrofísicos, precisamos inicialmente caracterizar um campo de radiação (cf. Maciel 1999, cap. 4). Alguns exemplos de regiões onde podemos observar um campo de radiação

são a fotosfera solar (figura 1.1a), de onde provêm os fótons visíveis solares observados na Terra, ou a região vizinha às estrelas quentes que formam o “Trapézio”, um aglomerado de estrelas quentes e jovens imersas na Nebulosa de Orion (figura 1.1b). Quantitativamente, podemos caracterizar um campo de radiação usando diversas grandezas, das quais consideramos a seguir as mais importantes.



Figura 1.1 - (a) Fotosfera solar, (b) estrelas do Trapézio em Orion.

1.2.1 INTENSIDADE ESPECÍFICA

A intensidade $I_\nu(\vec{r}, \vec{s}, t)$, na posição $\vec{r}$, direção $\vec{s}$, tempo t , é a energia que passa através de uma área unitária, perpendicularmente a essa área, por unidade de tempo, por intervalo de frequência, em um ângulo sólido unitário (figura 1.2). Podemos então escrever

$$dE_\nu = I_\nu(\vec{r}, \vec{s}, t) dA \cos \theta d\omega d\nu dt \quad (1.1a)$$

As unidades de I_ν são $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Hz}^{-1} \text{sr}^{-1}$. Da mesma maneira, podemos definir a intensidade específica por unidade de comprimento de onda, I_λ , geralmente medida em $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1} \text{sr}^{-1}$

$$dE_\lambda = I_\lambda(\vec{r}, \vec{s}, t) dA \cos \theta d\omega d\lambda dt \quad (1.1b)$$

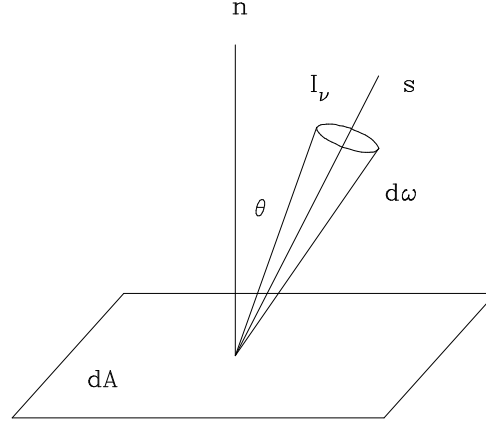


Figura 1.2 - Definição de intensidade específica.

A intensidade integrada pode ser obtida por

$$I = \int I_\nu d\nu = \int I_\lambda d\lambda \quad (1.2)$$

onde a integração é feita em todas as frequências (ou comprimentos de onda), tendo como unidades $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{sr}^{-1}$. Note-se que $I_\nu \neq I_\lambda$. Como $\lambda = c/\nu$, onde $c = 3.00 \times 10^{10} \text{ cm/s}$ é a velocidade da luz no vácuo, temos de (1.2)

$$I_\nu d\nu = I_\lambda d\lambda \quad (1.3)$$

$$I_\nu = I_\lambda \left| \frac{d\lambda}{d\nu} \right| = \frac{c}{\nu^2} I_\lambda = \frac{\lambda^2}{c} I_\lambda \quad (1.4)$$

Geralmente, não é considerada a dependência de I_ν com o tempo, e $I_\nu(\vec{r}, \vec{s}, t)$ pode ser escrita na forma $I_\nu(\vec{r}, \vec{s})$. Considerando um sistema de coordenadas esféricas (figura 1.3), temos $I_\nu(r, \theta, \phi)$, onde r caracteriza a posição do ponto considerado e θ (ângulo polar) e ϕ (ângulo azimutal) caracterizam a direção de propagação da radiação. Admitindo adicionalmente simetria azimutal, a intensidade em cada ponto pode ser escrita na forma $I_\nu(r, \theta)$.

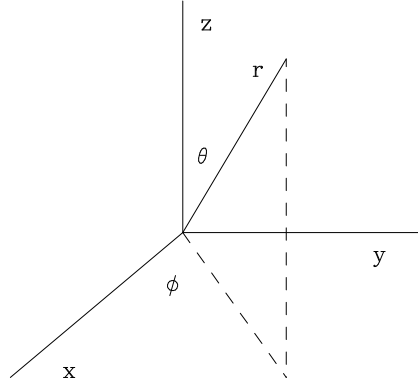


Figura 1.3 - Coordenadas esféricas.

1.2.2 INTENSIDADE MÉDIA

A intensidade média J_ν pode ser definida por

$$J_\nu = \frac{\int I_\nu d\omega}{\int d\omega} = \frac{1}{4\pi} \int I_\nu d\omega \quad (1.5)$$

onde a integração é feita em todos os ângulos sólidos, e a intensidade média integrada é dada por

$$J = \int J_\nu d\nu = \frac{1}{4\pi} \int I d\omega \quad (1.6)$$

As unidades de J_ν são $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Hz}^{-1} \text{ sr}^{-1}$, e as de J são $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ sr}^{-1}$. Como no caso anterior podemos de maneira equivalente definir a intensidade média por intervalo de comprimento de onda, J_λ . Em coordenadas esféricas, em termos de θ e ϕ , lembrando que o elemento de ângulo sólido é $d\omega = \sin\theta d\theta d\phi$, temos

$$J = \frac{1}{4\pi} \int_0^{2\pi} \int_0^\pi I(\theta, \phi) \sin\theta d\theta d\phi \quad (1.7)$$

Se houver simetria azimutal, a intensidade média é

$$J = \frac{1}{2} \int_0^\pi I(\theta) \sin\theta d\theta \quad (1.8)$$

1.2.3 FLUXO

A intensidade específica, como definida acima, envolve uma medida dentro de um certo ângulo sólido, o que é possível no caso de superfícies extensas como a atmosfera solar (figura 1.1a), nebulosas, como a Nebulosa de Orion (figura 1.1b), ou galáxias, como Andrômeda (M31) (figura 1.4a). No caso de estrelas, essas medidas são difíceis, pois quase todas as estrelas que podemos observar são pontuais, ou seja, observamos a radiação integrada em um cone subtendido pela estrela. Exceções são algumas estrelas gigantes e supergigantes vermelhas como Betelgeuse, ou α Orionis (figura 1.4b), para as quais técnicas interferométricas modernas permitem obter medidas em diferentes posições na superfície da estrela.

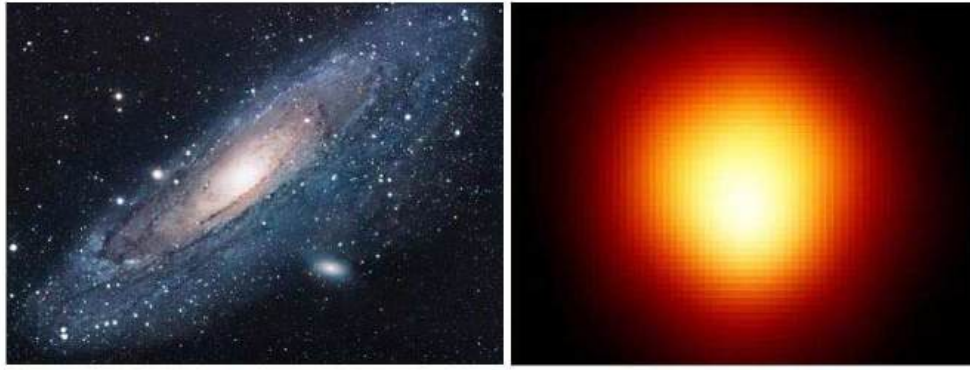


Figura 1.4 - (a) Andrômeda (M31), (b) Betelgeuse.

Portanto, para a maior parte das estrelas somente podemos medir seu *fluxo*, isto é, a intensidade integrada em um certo ângulo sólido. O fluxo está relacionado com o vetor de Poynting (ver por exemplo Carroll e Ostlie 2014), e uma definição rigorosa desta quantidade está além dos limites deste texto. O leitor interessado pode consultar textos mais avançados como Mihalas (1978). Entretanto, considerando (1.1), podemos observar que a energia transportada por unidade de área e tempo em uma certa direção perpendicular à área considerada em um intervalo de frequência é simplesmente $I_\nu \cos \theta d\omega$, de modo que o fluxo monocromático (unidades: $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$) pode ser escrito

$$F_\nu = \int I_\nu \cos \theta d\omega \quad (1.9)$$

e o fluxo integrado (unidades: $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$) fica

$$F = \int I \cos \theta d\omega = \int_0^{2\pi} \int_0^\pi I(\theta, \phi) \cos \theta \sin \theta d\theta d\phi \quad (1.10)$$

com simetria azimutal, temos

$$F = 2\pi \int_0^\pi I(\theta) \cos \theta \sin \theta d\theta \quad (1.11)$$

Às vezes são usadas outras definições como o *fluxo astrofísico* $F' = (1/\pi)F$, e o *fluxo de Eddington* é $H = (1/4\pi)F$.

É interessssante comentar algumas diferenças entre a intensidade específica e o fluxo de um feixe de radiação propagando-se no vácuo. Como a intensidade é medida por ângulo sólido, à medida que consideramos pontos mais afastados da fonte a intensidade não se altera: menos fótons chegam a esses pontos, mas isso é contrabalançado por um ângulo sólido menor, o qual decresce na mesma proporção. Portanto, a intensidade específica é essencialmente uma medida do brilho superficial. No caso do fluxo, que é uma medida da energia por unidade de área e tempo, o valor medido decresce quando distâncias maiores são consideradas, pois a área aumenta com o quadrado da distância, de modo que o fluxo diminui na mesma proporção. Na verdade, no espaço interestelar, interplanetário ou intergaláctico, o fluxo pode diminuir ainda mais, como veremos mais tarde, no caso de haver absorções no caminho entre a fonte e o observador.

► EXEMPLO 1.1 - Intensidade e fluxo no disco solar

Podemos fazer uma comparação direta entre intensidade específica e fluxo considerando a radiação em $\lambda = 5010 \text{ \AA}$ emitida pelo disco solar. O valor medido para a intensidade específica no centro do disco solar é $I_{5010} = 4.03 \times 10^{13} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1} = 4.03 \times 10^6 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1} \text{ sr}^{-1}$. Considerando em primeira aproximação que este valor se aplica a todo o disco solar, o fluxo total em $\lambda = 5010 \text{ \AA}$ na superfície do Sol, onde a coordenada espacial $r = R_\odot = 6.96 \times 10^{10} \text{ cm}$, seria

$$\begin{aligned}
F_{5010}(R_{\odot}) &\simeq \int I_{5010} \cos \theta \, d\omega \\
&= 2 I_{5010} \int_0^{2\pi} d\phi \int_0^{\pi/2} \cos \theta \sin \theta \, d\theta \\
&= 4 \pi I_{5010} \frac{\sin^2 \theta}{2} \Big|_0^{\pi/2} \\
&= 2 \pi I_{5010} \\
&= 2.53 \times 10^7 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}
\end{aligned} \tag{1.12}$$

A maior parte da radiação solar concentra-se em uma faixa entre $\lambda \simeq 4500 \text{ \AA}$ e $\lambda \simeq 7000 \text{ \AA}$, centrada em $\lambda \simeq 5000 \text{ \AA}$, como pode ser visto no espectro solar mostrado na figura 1.5. Nesta figura é dada a *irradiância solar*, ou seja o fluxo observado no alto da atmosfera terrestre em $\text{W m}^{-2} \text{ nm}^{-1}$ em função do comprimento de onda em nm.

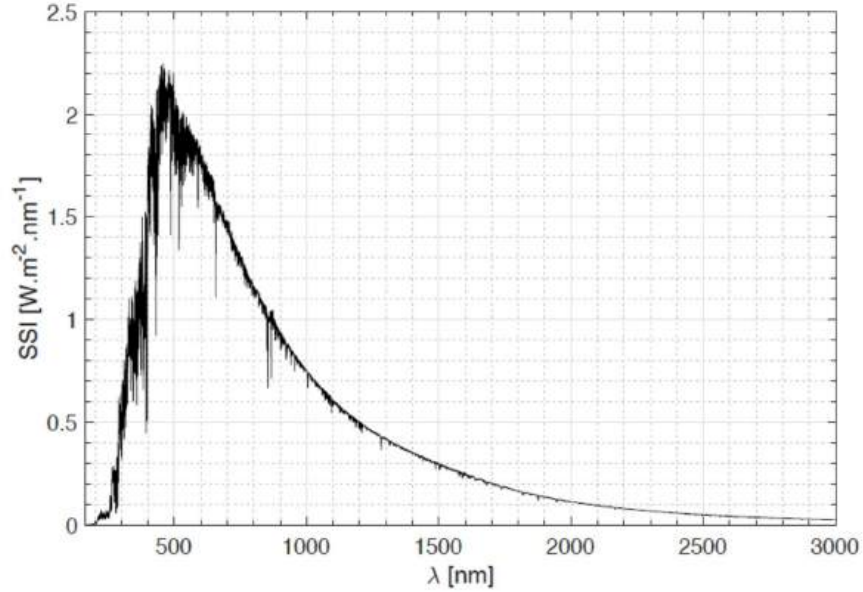


Figura 1.5 - Espectro solar no topo da atmosfera.

Portanto, o fluxo total na superfície do Sol é, em primeira aproximação,

$$\begin{aligned}
F(R_{\odot}) &\simeq F_{5010} \Delta\lambda = F_{5010}(R_{\odot}) (7000 - 4500) \\
&= (2.53 \times 10^7) (2500) = 6.33 \times 10^{10} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}
\end{aligned} \tag{1.13}$$

Considerando agora a diluição deste fluxo no caminho entre a superfície do Sol e a superfície da Terra, e que a distância Terra-Sol é $1 \text{ UA} = 1.5 \times 10^{13} \text{ cm}$, o fluxo observado no alto da atmosfera da Terra é

$$F(\text{UA}) \simeq \left(\frac{R_{\odot}}{\text{UA}} \right)^2 F(R_{\odot}) = 1.36 \times 10^6 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \quad (1.14)$$

Este valor pode ser comparado com o fluxo solar efetivamente observado no alto da atmosfera (Cox 2000), a “constante solar” $S = 1.4 \times 10^6 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

► EXEMPLO 1.2 - Conversão de energia solar

A luminosidade do Sol é $L_{\odot} = 3.85 \times 10^{33} \text{ erg/s}$, e seu raio é $R_{\odot} = 6.96 \times 10^{10} \text{ cm}$, de modo que o fluxo total na superfície do Sol é aproximadamente

$$F(R_{\odot}) = \frac{L_{\odot}}{4\pi R_{\odot}^2} = 6.32 \times 10^{10} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \quad (1.15)$$

como vimos no Exemplo 1.1. A Terra está a uma distância $d_T = 1 \text{ UA} = 1.5 \times 10^{13} \text{ cm}$, e o fluxo no alto da atmosfera, desprezando a extinção entre o Sol e a Terra é

$$F(d_T) \simeq F(R_{\odot}) \left(\frac{R_{\odot}}{d_T} \right)^2 \simeq 1.36 \times 10^6 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \quad (1.16)$$

Supondo que o hemisfério terrestre voltado para o Sol tenha uma área dada por $S \simeq 2\pi R_T^2$, onde $R_T \simeq 6400 \text{ km}$ é o raio médio da Terra, a energia solar por unidade de tempo que atinge nosso planeta por segundo é

$$L(d_T) \simeq F(d_T) (2\pi R_T^2) \simeq 3.5 \times 10^{24} \text{ erg/s} = 3.5 \times 10^{17} \text{ W} = 3.5 \times 10^5 \text{ TW} \quad (1.17)$$

O valor correto deve ser menor que o valor calculado acima, uma vez que nem todos os pontos da superfície terrestre recebem a mesma quantidade de energia, que depende da inclinação dos raios solares. Podemos admitir que, de fato, a potência liberada pelo Sol ao nosso planeta é mais corretamente da ordem de $1.2 \times 10^5 \text{ TW}$. Este valor pode ser comparado com a taxa que a civilização humana produz e consome energia, que é da ordem de 13 TW , ou seja, cerca de 9000 vezes menor que a potência transmitida pelo Sol. A maior hidrelétrica brasileira, Itaipu (figura 1.6), e a maior usina geradora de energia do mundo, tem uma capacidade instalada da ordem de 14 GW , o que

corresponde a 10^{-7} do valor solar. Por exemplo, em 2011 a usina produziu 92.2 TWh. No mesmo período, o Sol liberou cerca de 10^9 TWh.



Figura 1.6 - A usina hidrelétrica de Itaipu.

► EXEMPLO 1.3 - Luminosidades estelares

A luminosidade radiativa do Sol é $L_{\odot} \simeq 3.85 \times 10^{33} \text{ erg/s} = 3.85 \times 10^{26} \text{ W} = 3.85 \times 10^{14} \text{ TW}$. Em um ano, o Sol emite cerca de $1.22 \times 10^{41} \text{ erg} = 1.22 \times 10^{34} \text{ J} = 3.37 \times 10^{18} \text{ TWh}$. Em comparação, a supergigante vermelha brilhante Antares (α Sco, M1 Ib) com magnitude absoluta média $M_v = -5.58$, raio $R/R_{\odot} \simeq 680$, temperatura $T_{ef} \simeq 3660 \text{ K}$ tem luminosidade $\log(L_*/L_{\odot}) \simeq 4.9$, ou $L_* \simeq 3.06 \times 10^{38} \text{ erg/s} = 3.06 \times 10^{19} \text{ TW}$. Em um ano, Antares emite cerca de $9.67 \times 10^{45} \text{ erg} = 2.68 \times 10^{23} \text{ TWh}$. Sirius A (α CMa, A1 V), a estrela mais brilhante do céu, com magnitude visual $V = -1.46$, raio $R/R_{\odot} \simeq 1.712$, temperatura efetiva $T_{ef} \simeq 10500 \text{ K}$ tem luminosidade $L_*/L_{\odot} \simeq 25.4$, ou $L_* \simeq 9.78 \times 10^{34} \text{ erg/s} = 9.78 \times 10^{15} \text{ TW}$. Em um ano, Sirius A emite $3.09 \times 10^{42} \text{ erg} = 8.56 \times 10^{19} \text{ TWh}$.

► EXEMPLO 1.4 - *Flares* solares

Um intenso *flare* solar pode liberar uma energia de cerca de $6 \times 10^{25} \text{ J}$. Podemos comparar este valor com a energia total liberada em um segundo pelo Sol, medida por sua luminosidade. A energia do *flare* é $E_f \simeq 6 \times 10^{25} \text{ J} = 6 \times$

10^{32} erg, enquanto que a luminosidade solar é $L_{\odot} \simeq 3.85 \times 10^{33}$ erg/s = 3.85×10^{26} J/s. A energia emitida em 1 segundo é $E_{\odot}(1s) \simeq 3.85 \times 10^{33}$ erg = 3.85×10^{26} J. Portanto temos

$$\frac{E_f}{E_{\odot}} \simeq \frac{6 \times 10^{25}}{3.85 \times 10^{26}} \simeq 0.16$$

correspondendo a 16% da energia luminosa emitida em 1 segundo.

A bomba de H mais potente construída produziu cerca de 50 megatons de TNT. Podemos estimar quantas destas bombas seriam necessárias para liberar a energia do *flare*. Considerando que 1 ton de TNT = 4.18×10^9 J, temos

$$n_b \simeq \frac{6 \times 10^{25}}{(50)(4.18 \times 10^{15})} = 2.87 \times 10^8$$

ou aproximadamente 300 milhões de bombas.

► EXEMPLO 1.5 - Intensidade e fluxo a uma distância r de uma estrela

Vamos considerar uma estrela esférica de raio R que emite radiação uniformemente em todas as direções com intensidade I . Vamos estimar a intensidade média J e o fluxo F a uma distância r da estrela. A intensidade média à distância r pode ser obtida pela equação (1.6), onde a integral deve ser feita em todo o ângulo sólido compreendido pela estrela. Seja θ_r o raio angular da estrela vista da distância r , ou seja,

$$\text{sen } \theta_r = \frac{R}{r} \quad (1.18)$$

Lembrando que $d\omega = \text{sen } \theta \, d\theta \, d\phi$, a intensidade média é dada por

$$J(r) = \frac{1}{4\pi} I \int_0^{2\pi} d\phi \int_0^{\theta_r} \text{sen } \theta \, d\theta = \frac{1}{2} I (1 - \cos \theta_r) \quad (1.19)$$

que pode ser escrita

$$J(r) = \frac{I}{2r} \left[r - (r^2 - R^2)^{1/2} \right] \quad (1.20)$$

lembrando que

$$(a + b)^n \simeq a^n + n a^{n-1} b + \frac{n(n-1)}{2} a^{n-2} b^2 + \dots \quad (1.21)$$

e tomando $r \gg R$, temos $(r^2 - R^2)^{1/2} \simeq r - R^2/2r$, de modo que a intensidade média fica

$$J(r) \simeq \frac{I R^2}{4 r^2} \quad (1.22)$$

Para o fluxo, temos de (1.10)

$$F(r) = \int I \cos \theta d\omega \quad (1.23)$$

$$F(r) = I \int_0^{2\pi} d\phi \int_0^{\theta_r} \cos \theta \sin \theta d\theta = \pi I \sin^2 \theta_r \quad (1.24)$$

$$F(r) = \frac{\pi I R^2}{r^2} \quad (1.25)$$

1.2.4 DENSIDADE DE ENERGIA

Vamos considerar um cilindro através do qual uma radiação de intensidade específica I_ν se propaga em uma direção que faz um ângulo θ com a normal à base, em um tempo dt (figura 1.7). A densidade de energia, ou seja, a quantidade de energia elementar por unidade de volume e por intervalo de frequência nesse cilindro (medida em $\text{erg cm}^{-3} \text{ Hz}^{-1}$) é simplesmente

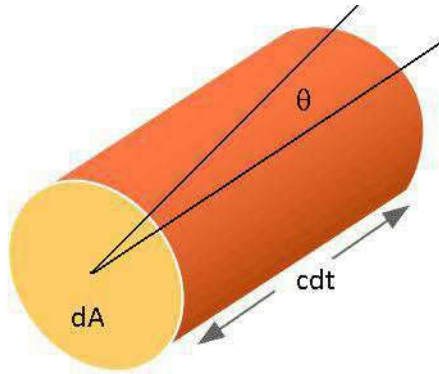


Figura 1.7 - Definição de densidade de energia.

$$\frac{dE_\nu}{dA \cos \theta \, c \, dt \, d\nu} = \frac{I_\nu \, d\omega}{c} \quad (1.26)$$

de modo que a densidade de energia monocromática U_ν pode ser escrita

$$U_\nu = \frac{1}{c} \int I_\nu \, d\omega \quad (1.27)$$

tendo unidades de $\text{erg cm}^{-3} \text{ Hz}^{-1}$. Em termos de quantidades integradas (unidades: erg/cm^3):

$$U = \frac{1}{c} \int I \, d\omega = \frac{1}{c} \int \int I(\theta, \phi) \sin \theta \, d\theta \, d\phi \quad (1.28)$$

com simetria azimutal,

$$U = \frac{2\pi}{c} \int_0^\pi I(\theta) \sin \theta \, d\theta \quad (1.29)$$

comparando (1.29) com (1.8), temos

$$U = \frac{4\pi}{c} J \quad (1.30)$$

► **EXEMPLO 1.6** - Comparação de densidades de energia

Uma nuvem interestelar tem uma densidade numérica da ordem de $n \simeq 50 \text{ cm}^{-3}$ e uma temperatura $T \simeq 100 \text{ K}$. Portanto, a densidade de energia térmica deste gás é aproximadamente

$$e_T \simeq \frac{3}{2} n k T \simeq \frac{(1.5) (50) (1.38 \times 10^{-16}) (100)}{1.6 \times 10^{-12}} \simeq 0.65 \text{ eV/cm}^3$$

Este valor pode ser comparado com a densidade de energia magnética do gás difuso. O valor médio da intensidade do campo magnético no meio interestelar difuso obtido por exemplo por medidas de dispersão de pulsares, rotação de Faraday e medidas da emissão total em rádio é de $5\mu\text{G}$. Temos então

$$e_B \simeq \frac{B^2}{8\pi} \simeq \frac{(5 \times 10^{-6})^2}{8\pi} \frac{1}{1.6 \times 10^{-12}} \simeq 0.62 \text{ eV/cm}^3$$

ou seja, $e_B \simeq e_T$

1.2.5 PRESSÃO DA RADIAÇÃO

No caso de um gás perfeito com uma densidade de partículas n , medida em número de partículas por centímetro cúbico, e uma temperatura T , sabemos que este gás exerce uma pressão dada por $P = n k T$, onde $k = 1.38 \times 10^{-16}$ erg/K é a constante de Boltzmann. No caso de um feixe de radiação propagando-se em uma certa direção, podemos também dizer que a radiação exerce uma pressão P_r , chamada *pressão da radiação*. Podemos obter uma expressão aproximada para P_r considerando a definição da intensidade específica (1.1). A pressão é essencialmente a taxa de variação da quantidade de movimento por unidade de área. Um fóton com frequência ν tem energia $h\nu$ e quantidade de movimento $h\nu/c$, onde $h = 6.63 \times 10^{-27}$ erg s é a constante de Planck. Portanto, a quantidade de movimento de um feixe de radiação com energia elementar dE_ν é simplesmente dE_ν/c , e a pressão elementar é $dE_\nu/(c dt dA)$. Tomando a componente normal da pressão temos $dP_r = dE_\nu \cos \theta / (c dt dA)$. Considerando ainda a pressão por intervalo de frequência, de (1.1) podemos escrever para a pressão da radiação monocromática em um campo de radiação com intensidade específica I_ν

$$P_{r\nu} = \frac{1}{c} \int I_\nu \cos^2 \theta d\omega \quad (1.31)$$

com unidades de $\text{din cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$. Em termos de quantidades integradas (unidades: din/cm^2)

$$P_r = \frac{1}{c} \int I \cos^2 \theta d\omega = \frac{1}{c} \int \int I(\theta, \phi) \cos^2 \theta \sin \theta d\theta d\phi \quad (1.32)$$

com simetria azimutal

$$P_r = \frac{2\pi}{c} \int_0^\pi I(\theta) \cos^2 \theta \sin \theta d\theta \quad (1.33)$$

As quantidades J, F , e P_r podem ser consideradas como momentos da intensidade específica, ou momentos de ordem n do campo de radiação, definidos por

$$M_n = \int I \cos^n \theta d\omega \quad (1.34)$$

Para $n = 0$, temos a intensidade média J , ou a densidade de energia; para $n = 1$, é obtido o fluxo e, para $n = 2$, a pressão da radiação. Momentos de ordem superior são às vezes usados na teoria do transporte radiativo.

► EXEMPLO 1.7 - O caso isotrópico

Um caso especial do campo de radiação é aquele em que a intensidade específica é *isotrópica*, isto é, não depende da direção considerada. Nesse caso, é fácil ver que a intensidade média J_ν definida em (1.5) pode ser escrita

$$J_\nu = \frac{I_\nu}{4\pi} \int d\omega = \frac{4\pi}{4\pi} I_\nu = I_\nu \quad (1.35)$$

Esse resultado é de fácil interpretação: se a intensidade é a mesma em todas as direções, a média das intensidades é seu próprio valor em uma direção qualquer. Já o fluxo, definido por (1.9), fica

$$F_\nu = I_\nu \int \cos \theta \, d\omega = I_\nu \int_0^{2\pi} d\phi \int_0^\pi \cos \theta \, \sin \theta \, d\theta = 0 \quad (1.36)$$

Este resultado é também de interpretação simples: se a intensidade é a mesma em todas as direções, para qualquer direção escolhida haverá uma intensidade igual na direção oposta, de modo que o fluxo total deve ser nulo. A densidade de energia definida em (1.27) fica nesse caso

$$U_\nu = \frac{I_\nu}{c} \int d\omega = \frac{4\pi}{c} I_\nu = \frac{4\pi}{c} J_\nu \quad (1.37)$$

Finalmente, a pressão da radiação definida em (1.31) fica

$$P_{r\nu} = \frac{I_\nu}{c} \int \cos^2 \theta \, d\omega = \frac{I_\nu}{c} \int_0^{2\pi} d\phi \int_0^\pi \cos^2 \theta \, \sin \theta \, d\theta = \frac{4\pi}{3c} I_\nu = \frac{1}{3} U_\nu \quad (1.38)$$

► EXEMPLO 1.8 - Fluxo parcial em um hemisfério

Vimos de (1.36) que o fluxo da radiação é nulo no caso isotrópico. Entretanto, em algumas aplicações podemos considerar o fluxo *parcial* em um hemisfério F_ν^+ , desprezando a radiação que se propaga no hemisfério oposto. Neste caso, de (1.10) temos

$$\begin{aligned} F_\nu^+ &\simeq \int_0^{2\pi} d\phi \int_0^{\pi/2} I_\nu \cos \theta \sin \theta \, d\theta \\ &= 2\pi I_\nu \left. \frac{\sin^2 \theta}{2} \right|_0^{\pi/2} = 2\pi I_\nu \frac{1}{2} = \pi I_\nu \end{aligned} \quad (1.39)$$

Este resultado é frequentemente usado para obter uma estimativa do fluxo em diversas situações, como nas atmosferas das estrelas. Como veremos no capítulo 2, a intensidade específica no caso isotrópico é a função de Planck $B_\nu(T)$, ou seja, $I_\nu = B_\nu(T)$, e depende unicamente da temperatura.

1.3 EQUAÇÃO DE TRANSPORTE RADIATIVO

Vamos considerar o caso simples de um feixe de radiação com intensidade I_ν propagando-se através de uma lâmina unidimensional, caracterizada pela direção s (figura 1.8).

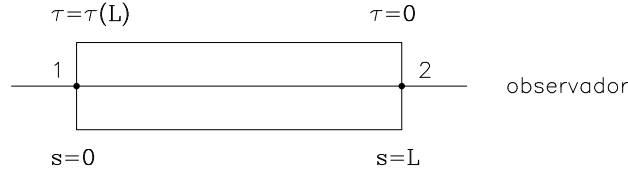


Figura 1.8 - Propagação da radiação no caso unidimensional.

Durante a propagação, a radiação pode ser absorvida, e podemos definir um coeficiente de absorção k_ν tal que $I_\nu k_\nu$ seja a intensidade absorvida ao atravessar uma região de extensão ds , ou seja, $k_\nu I_\nu = (dI_\nu/ds)_{abs}$. Portanto, k_ν deve ter unidades de cm^{-1} no sistema cgs que estamos usando. Analogamente, dentro da lâmina pode ocorrer emissão de radiação na frequência ν , que vamos caracterizar por um coeficiente de emissão j_ν , o qual mede a energia emitida por unidade de volume e tempo no intervalo de frequência $d\nu$ dentro de um ângulo sólido $d\omega$. Assim, j_ν tem como unidades $\text{erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1} \text{ Hz}^{-1} \text{ sr}^{-1}$. Nesse caso, podemos escrever a equação de transporte radiativo como

$$\frac{dI_\nu}{ds} = j_\nu - k_\nu I_\nu \quad (1.40)$$

Uma região de pequenas dimensões espaciais em que o coeficiente de absorção seja alto pode ser equivalente a uma outra região mais extensa em que o coeficiente de absorção seja menor. Por esta razão, costumamos definir um parâmetro chamado *profundidade óptica*, representado pela letra grega τ . Vamos neste caso definir a profundidade óptica por

$$d\tau_\nu = -k_\nu ds \quad (1.41)$$

De acordo com a geometria da figura 1.8, a radiação entra na lâmina no ponto 1, onde $s = 0$, sofre emissões e absorções dentro da lâmina de largura L e

emerge no ponto 2, onde $s = L$, mais próximo do observador. Dependendo da geometria do problema, a profundidade óptica pode ser definida de maneira um pouco diferente.

A profundidade óptica total da região é $\tau_\nu(L)$. Considerando (1.40), a equação de transporte fica

$$\frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = I_\nu - \frac{j_\nu}{k_\nu} \quad (1.42)$$

A razão j_ν/k_ν desempenha um papel importante na teoria do transporte radiativo, sendo denominada *função fonte*

$$S_\nu = \frac{j_\nu}{k_\nu} \quad (1.43)$$

Em termos da função fonte, a equação de transporte (1.42) pode ser escrita

$$\frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = I_\nu - S_\nu \quad (1.44)$$

As equações (1.40), (1.42) e (1.44) são formas equivalentes da equação de transporte radiativo. Vamos a seguir considerar suas soluções em alguns casos simples.

1.4 SOLUÇÃO GERAL

Multiplicando ambos os membros da equação (1.42) por $e^{-\tau_\nu}$, obtemos

$$e^{-\tau_\nu} \frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = e^{-\tau_\nu} I_\nu - \frac{j_\nu}{k_\nu} e^{-\tau_\nu} \quad (1.45)$$

mas

$$\frac{d}{d\tau_\nu} (e^{-\tau_\nu} I_\nu) = e^{-\tau_\nu} \frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} - e^{-\tau_\nu} I_\nu \quad (1.46)$$

portanto

$$\frac{d}{d\tau_\nu} (e^{-\tau_\nu} I_\nu) = -\frac{j_\nu}{k_\nu} e^{-\tau_\nu} \quad (1.47)$$

Integrando ao longo da região em consideração, entre os pontos 1 e 2 da figura 1.8, obtemos para a intensidade emergente no ponto 2

$$I_\nu(L) = I_\nu(0) e^{-\tau_\nu(L)} + \int_0^{\tau_\nu(L)} \frac{j_\nu}{k_\nu} e^{-\tau_\nu} d\tau_\nu \quad (1.48)$$

Desta equação vemos que a intensidade emergente é a soma de dois termos: o primeiro dá a radiação incidente, descontada a absorção que ocorre dentro da

lâmina, que é proporcional a $\exp[-\tau_\nu(L)]$. O segundo termo mede a energia emitida dentro da lâmina. Parte desta energia é também absorvida no caminho entre o local de produção e a extremidade da lâmina, o que é representado pela exponencial envolvendo a profundidade óptica τ_ν dentro da lâmina. Como vemos, o termo de emissão é caracterizado pela função fonte $S_\nu = j_\nu/k_\nu$ ao longo da região.

Se os coeficientes de emissão e absorção forem constantes, isto é, não dependerem da posição, de (1.48) temos

$$I_\nu(L) = I_\nu(0) e^{-\tau_\nu(L)} + \frac{j_\nu}{k_\nu} (1 - e^{-\tau_\nu(L)}) = I_\nu(0) e^{-\tau_\nu(L)} + S_\nu (1 - e^{-\tau_\nu(L)}) \quad (1.49)$$

Da solução (1.49) podemos observar que, se os coeficientes j_ν e k_ν (e S_ν) forem constantes, a intensidade emergente I_ν tende ao valor da função fonte S_ν , a partir do valor inicial $I_\nu(0)$. De (1.49) podemos escrever

$$\frac{I_\nu(L)}{I_\nu(0)} = e^{-\tau_\nu(L)} + \frac{S_\nu}{I_\nu(0)} (1 - e^{-\tau_\nu(L)}) \quad (1.50)$$

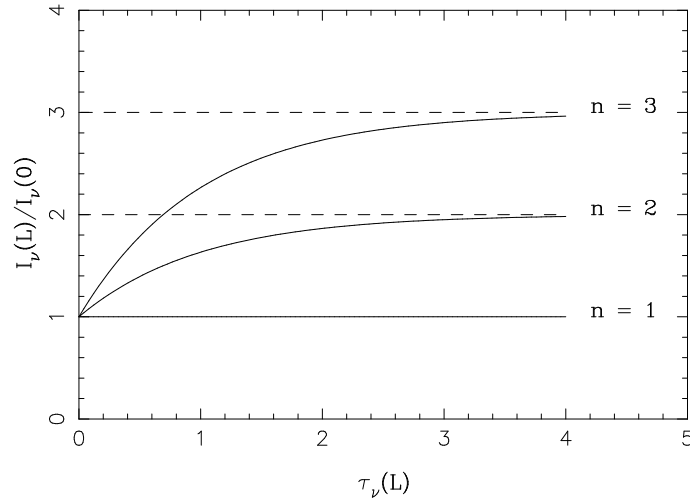


Figura 1.9 - Intensidade e função fonte.

Chamando $n = S_\nu/I_\nu(0)$ a razão entre a função fonte e a intensidade original, a figura 1.9 mostra a razão $I_\nu(L)/I_\nu(0)$ em função da profundidade óptica total $\tau_\nu(L)$ para $n = 1, 2$ e 3 . Vemos que em todos os casos I_ν tende para o valor da função fonte.

► EXEMPLO 1.9 - O caso opticamente fino

Um caso especial é aquele em que a profundidade óptica é pequena, que é o caso opticamente fino, ou transparente. Nesse caso, de (1.49) temos

$$\tau_\nu(L) \ll 1 \quad (\text{opticamente fino})$$

$$\begin{aligned} I_\nu(L) &= I_\nu(0) + \frac{j_\nu}{k_\nu} [1 - (1 - \tau_\nu(L))] = I_\nu(0) + \frac{j_\nu}{k_\nu} \tau_\nu(L) \\ &= I_\nu(0) + \frac{j_\nu}{k_\nu} (k_\nu L) = I_\nu(0) + j_\nu L \end{aligned} \quad (1.51)$$

ou seja, a intensidade emergente é essencialmente igual à intensidade original, somada às emissões que ocorrem dentro da lâmina.

► EXEMPLO 1.10 - O caso opticamente espesso

Outro caso de interesse é o caso oposto, em que a profundidade óptica é muito grande, o caso opticamente espesso, ou opaco. Temos então

$$\tau_\nu(L) \gg 1 \quad (\text{opticamente espesso})$$

$$I_\nu = \frac{j_\nu}{k_\nu} = S_\nu \quad (1.52)$$

Neste caso, as emissões que ocorrem muito longe da borda da lâmina não tem uma contribuição importante, e a intensidade emergente vem essencialmente da região mais próxima do ponto 2, dentro de um caminho livre médio da borda. O caminho livre médio para os fótons de frequência ν é essencialmente $\ell_\nu \sim 1/k_\nu$, de modo que, neste caso, $I_\nu \simeq j_\nu \ell_\nu$.

► EXEMPLO 1.11 - Emissão rádio de regiões HII

Regiões HII, ou regiões de hidrogênio ionizado em torno de estrelas quentes, emitem radiação térmica em ondas de rádio. Nesta faixa espectral, a emissão pode ser aproximada pela distribuição de Rayleigh-Jeans, como veremos no capítulo 2. Para esta distribuição, a intensidade é $I_\nu \propto \nu^2$ (ver equação 2.17). Ocorre que nesta mesma região a profundidade óptica é $\tau_\nu \propto \nu^{-2}$. Assim, para frequências mais baixas (na faixa rádio), a profundidade óptica é alta, e temos o caso opticamente espesso. De (1.52) a intensidade é proporcional à função fonte, ou seja, $I_\nu \propto S_\nu \propto \nu^2$. À medida que a frequência aumenta, a profundidade óptica diminui, até alcançar uma situação em que $\tau_\nu \ll 1$, que

é o caso opticamente fino. De (1.51) vemos que $I_\nu \propto S_\nu \tau_\nu$. Como $S_\nu \propto \nu^2$ e $\tau_\nu \propto \nu^{-2}$, a intensidade fica aproximadamente constante. Isto pode ser visto na figura 1.10b, onde é mostrado o espectro rádio da Nebulosa de Orion (figura 1.10a), uma região HII típica. A ordenada é a densidade de fluxo, dada em Janskys ($1 \text{ Jy} = 10^{-23} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Hz}^{-1} = 10^{-26} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$). Nesse caso, a transição entre os regimes opticamente espesso e opticamente fino ocorre para $\nu \sim 10^3 \text{ MHz}$.

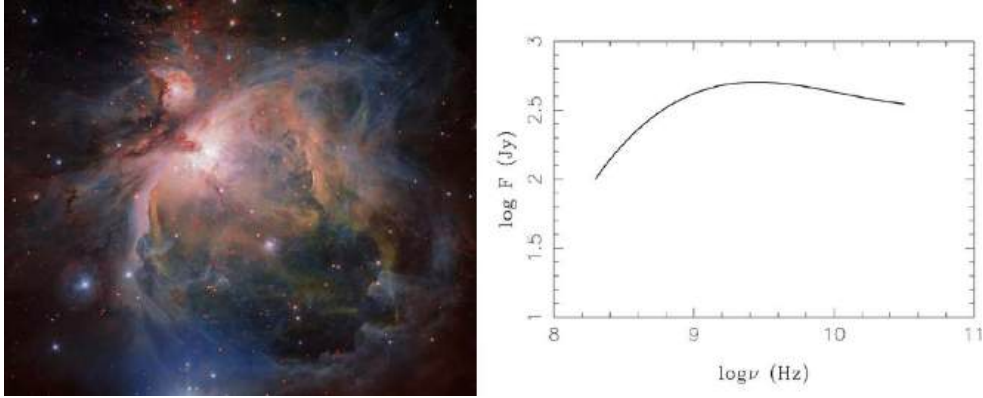


Figura 1.10 - Nebulosa de Orion e espectro rádio.

► EXEMPLO 1.12 - O campo de radiação ultravioleta interestelar

Na determinação do campo de radiação ultravioleta interestelar, medidas da Apollo 17 indicam um fluxo $n_\lambda = 1.2 \times 10^5 \text{ fótons cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1}$ para $\lambda = 1500 \text{ Å}$. Podemos estimar o fluxo de radiação interestelar neste comprimento de onda por

$$F_\lambda \simeq h\nu n_\lambda = \frac{hc}{\lambda} n_\lambda \quad (1.53)$$

$$F_\lambda \simeq \frac{(6.63 \times 10^{-27}) (3 \times 10^{10})}{1500 \times 10^{-8}} (1.2 \times 10^5) \simeq 1.6 \times 10^{-6} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1}$$

A densidade de energia neste comprimento de onda pode ser aproximada por

$$U_\lambda \simeq \frac{4\pi}{c} J_\lambda \simeq \frac{4}{c} F_\lambda \simeq 2.1 \times 10^{-16} \text{ erg cm}^{-3} \text{ Å}^{-1} \quad (1.54)$$

A variação do fluxo de radiação interestelar no intervalo de 1000Å a 3000 Å est indicada aproximadamente pelo ajuste mostrado na figura 1.11. Podemos comparar o valor obtido com o valor F'_λ estimado pelo ajuste. Temos aproximadamente

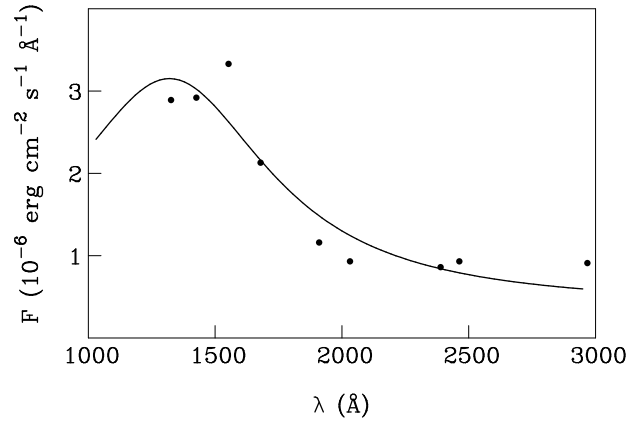


Figura 1.11 - O campo de radiação interestelar no ultravioleta.

$$F'_\lambda \simeq 2.7 \times 10^{-6} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1}$$

$$\frac{F'_\lambda}{F_\lambda} \simeq \frac{2.7 \times 10^{-6}}{1.6 \times 10^{-6}} \simeq 1.7$$

ou seja, os dois valores concordam razoavelmente.

1.5 O CAMPO DE RADIAÇÃO INTERESTELAR

Vamos considerar o transporte da radiação no campo de radiação interestelar e estimar a densidade de energia do campo em um ponto do disco galáctico, sob a ação das estrelas, gás e poeira (cf. Maciel 2002, cap. 2). Admitindo que a Galáxia tem a forma de um disco achatado, a intensidade específica da radiação I_ν ($\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Hz}^{-1} \text{ sr}^{-1}$) em uma dada frequência é função apenas da altura z ao plano galáctico (figura 1.12). A equação de transporte radiativo é basicamente a equação (1.40), mas vamos subdividir o termo de absorção em duas componentes: a absorção “pura” pelos grãos de poeira, caracterizada pelo coeficiente de absorção k_ν dado em cm^{-1} , e o “espalhamento”, isto é, o desvio da direção original dos fótons, caracterizado

pelo coeficiente de espalhamento σ_ν , também medido em cm^{-1} . Nesse caso, a equação de transporte radiativo pode ser escrita

$$\mu \frac{dI_\nu}{dz} = j_\nu - (k_\nu + \sigma_\nu) I_\nu + \sigma_\nu J_\nu \quad (1.55)$$

onde $\mu = \cos \theta$, sendo θ o ângulo entre a direção de propagação do feixe e a normal ao elemento considerado e j_ν é o coeficiente de emissão por volume ($\text{erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1} \text{ Hz}^{-1} \text{ sr}^{-1}$). J_ν é a intensidade média da radiação, e admitimos que a intensidade espalhada é proporcional a esta intensidade média, ou seja, $(dI_\nu/dz)_{\text{esp}} = \sigma_\nu J_\nu$.

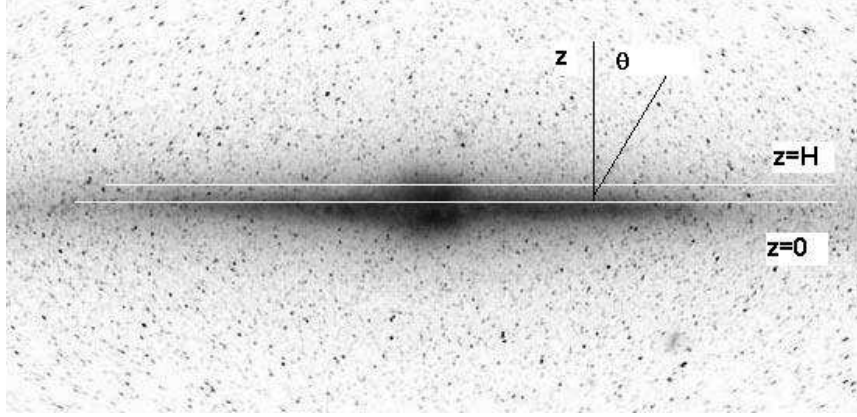


Figura 1.12 - Disco galáctico.

Vamos definir a profundidade óptica pela expressão

$$d\tau_\nu = (k_\nu + \sigma_\nu) dz = k_E dz \quad (1.56)$$

onde k_E é o coeficiente de extinção total. Com esta definição, temos que $\tau = 0$ em $z = 0$ e $\tau = \tau_H$ em $z = H$, a escala de altura do disco. Substituindo em (1.55) e simplificando temos

$$\mu \frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = S_\nu - I_\nu + \gamma_\nu J_\nu \quad (1.57)$$

onde definimos o albedo dos grãos

$$\gamma_\nu = \frac{\sigma_\nu}{k_\nu + \sigma_\nu} \quad (1.58)$$

e a função fonte

$$S_\nu = \frac{j_\nu}{k_\nu + \sigma_\nu} \quad (1.59)$$

A equação (1.57) pode ser resolvida analiticamente, por exemplo usando a aproximação de dois feixes de Schuster (1905), como desenvolvido em detalhes em Maciel (2002, ver também Mihalas 1978). Neste caso, obtemos para o fluxo F_ν no caso homogêneo, em que j_ν , k_ν , σ_ν e γ_ν são independentes de μ ,

$$\frac{d^2 F_\nu}{d\tau_\nu^2} = -4(1 - \gamma_\nu) \frac{dJ_\nu}{d\tau_\nu} = 4(1 - \gamma_\nu) F_\nu \quad (1.60)$$

Esta expressão é uma equação diferencial ordinária, de segunda ordem, linear, e com coeficientes constantes. Sua solução pode ser escrita

$$F_\nu = A \cosh \left[2(1 - \gamma_\nu)^{1/2} \tau_\nu \right] + B \sinh \left[2(1 - \gamma_\nu)^{1/2} \tau_\nu \right] \quad (1.61)$$

lembrando que $\sinh x = (1/2)(e^x - e^{-x})$ e $\cosh x = (1/2)(e^x + e^{-x})$. As constantes A e B podem ser determinadas pelas condições de contorno. Para $\tau_\nu = 0$, temos $F_\nu(\tau_\nu) = 0$, portanto $A = 0$, e (1.61) fica

$$F_\nu = B \sinh \left[2(1 - \gamma_\nu)^{1/2} \tau_\nu \right] \quad (1.62)$$

Considerando a função fonte S_ν obtemos para a intensidade média J_ν

$$J_\nu = \frac{S_\nu}{1 - \gamma_\nu} - \frac{B}{2(1 - \gamma_\nu)^{1/2}} \cosh \left[2(1 - \gamma_\nu)^{1/2} \tau_\nu \right] \quad (1.63)$$

Aplicando a segunda condição de contorno na borda do disco, onde não há radiação incidente, temos que, em $z = H$, $\tau_\nu = \tau_{\nu H}$ obtendo

$$B = \frac{2S_\nu}{1 - \gamma_\nu} \left\{ \sinh \left[2(1 - \gamma_\nu)^{1/2} \tau_{\nu H} \right] + \frac{\cosh \left[2(1 - \gamma_\nu)^{1/2} \tau_{\nu H} \right]}{(1 - \gamma_\nu)^{1/2}} \right\}^{-1} \quad (1.64)$$

Substituindo o valor de B em (1.62) e (1.63) podemos calcular o fluxo e a intensidade média. Finalmente, a densidade de energia pode ser calculada por

$$U_\nu = \frac{1}{c} \int I_\nu d\omega = \frac{4\pi}{c} J_\nu \quad (1.65)$$

Vamos estimar a densidade de energia em $\lambda = 5500 \text{ \AA}$, no centro do espectro visível, em um modelo do disco galáctico, admitindo $2H \simeq 200 \text{ pc}$. O coeficiente de emissão j_{5500} é determinado essencialmente pelas estrelas mais quentes, com tipos espectrais anteriores a M. Adotando uma função de luminosidade típica, isto é, uma distribuição para os diversos tipos espectrais na Galáxia (para detalhes ver Maciel 2002, seção 2.5), obtemos um coeficiente de emissão total

$$j_{5500} = 5.5 \times 10^{-28} \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1} \text{ sr}^{-1}$$

Para o coeficiente de extinção total, podemos adotar um valor médio

$$k_E = 3.0 \times 10^{-22} \text{ cm}^{-1}$$

de modo que $\tau_{5500H} \simeq 9.3 \times 10^{-2}$. Adotando também um valor médio para o albedo, $\gamma_{5500} \simeq 0.2$, temos $\sigma_{5500} \simeq 6.0 \times 10^{-23} \text{ cm}^{-1}$ e $k_{5500} \simeq 2.4 \times 10^{-22} \text{ cm}^{-1}$. A função fonte fica $S_{5500} \simeq 1.8 \times 10^{-6} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1} \text{ sr}^{-1}$ e a constante $B \simeq 3.5 \times 10^{-6} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1} \text{ sr}^{-1}$. A intensidade média J_{5500} no centro do disco, onde $\tau_{5500} = 0$ é $J_{5500} \simeq 2.9 \times 10^{-7} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1} \text{ sr}^{-1}$. Finalmente, a densidade de energia é $U_{5500} \simeq 1.2 \times 10^{-16} \text{ erg cm}^{-3} \text{ \AA}^{-1}$, que pode ser comparada com o valor observado, da ordem de $U_{5500} \simeq 0.6 \times 10^{-16} \text{ erg cm}^{-3} \text{ \AA}^{-1}$, e também com o valor em $1500 \text{ \AA}$ estimado pelo Exemplo 1.12, $U_{1500} \simeq 2.1 \times 10^{-16} \text{ erg cm}^{-3} \text{ \AA}^{-1}$.

1.6 CAMPO DE RADIAÇÃO: RÁDIO AOS RAIOS GAMA

No Exemplo 1.12 e na seção 1.5 consideramos o campo de radiação na faixa visível e ultravioleta, causado basicamente pelas estrelas. Considerando um intervalo espectral mais amplo, o campo de radiação observado na Galáxia, desde as ondas de rádio até os raios γ , é mais complexo, como ilustrado na figura 1.13. A abscissa é o logaritmo da frequência ν , e a ordenada é o logaritmo do produto νU_ν , onde U_ν é a densidade de energia. Esta distribuição tem origens diferentes, refletindo diferentes processos físicos ocorrendo em diferentes objetos, tanto galácticos como extragalácticos.

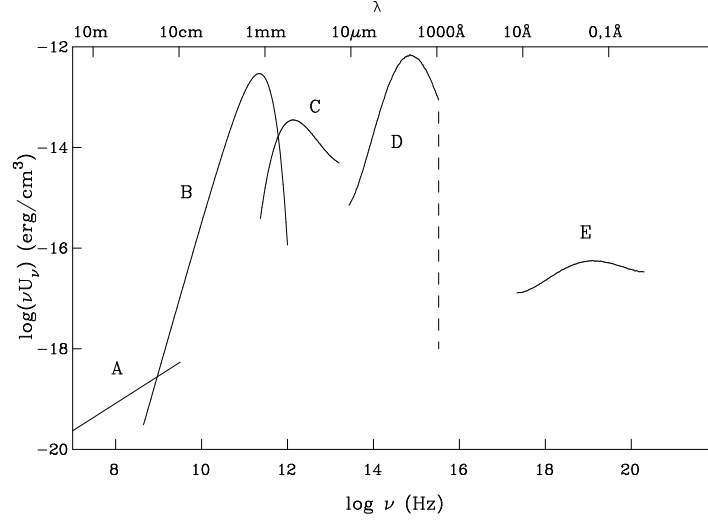


Figura 1.13 - O campo de radiação na Galáxia.

As principais regiões espectrais indicadas na figura são:

A: Radiação integrada em rádio, incluindo radiação contínua e linhas espectrais, produzida por diversos processos físicos, como *Bremsstrahlung* e radiação síncrotron. A emissão contínua é feita basicamente por elétrons de alta energia, por exemplo em restos de supernovas. A emissão é mais intensa no plano galáctico pelos elétrons relativísticos que giram em torno das linhas do campo magnético galáctico em um processo de radiação síncrotron. Em latitudes galácticas mais altas apresenta anéis (*loops*) e filamentos. Inclui ainda emissão difusa isotrópica e a presença de fontes discretas, geralmente extragalácticas. Especialmente importante é a linha de 21 cm do H, com frequência 1420 MHz. A fonte é o hidrogênio atômico neutro em nuvens interestelares e no gás difuso. Na faixa milimétrica as principais fontes são nuvens frias de CO e hidrogênio molecular.

B: Radiação de fundo cósmica, remanescente do Big Bang, característica de um corpo negro com $T = 2.7$ K. Esta é possivelmente a principal evidência do Big Bang, ocorrido há cerca de 13.6 Ganos, uma vez que a emissão observada pode ser explicada com uma grande precisão por uma emissão de corpo negro com esta temperatura.

C: Radiação infravermelha, contendo contribuições galácticas e extragalácticas, produzida essencialmente em um processo térmico pelos grãos interestelares. No infravermelho distante, com comprimento de onda 12 a 100 μm as fontes são basicamente a poeira interestelar, em particular grãos aquecidos pela radiação estelar em regiões de formação de estrelas. No infravermelho próximo, com comprimento de onda 6.8 a 10.8 μm as fontes são estrelas frias e avermelhadas e moléculas complexas em nuvens interestelares.

D: Radiação estelar integrada, na faixa visível e ultravioleta, produzida basicamente pelas estrelas distribuídas ao longo do plano galáctico, como visto na seção 1.5. Também ocorrem contribuições do gás ionizado interestelar e nuvens escuras de poeira e gás.

E: Radiação difusa de alta energia, essencialmente radiação X e γ , de origem galáctica e extragaláctica. Por exemplo emissões em raios X com energias de 0.25 a 1.5 keV do gás quente, produto de choques em explosões de supernovas. Os raios gama, com energias acima de 300 MeV têm como fontes fenômenos de alta energia, como pulsares e colisões de raios cósmicos. A emissão associada ao plano galáctico é produzida pelo gás interestelar difuso, possivelmente devida ao decaimento de píons gerados em colisões entre raios cósmicos e o gás interestelar. Além disto, as emissões incluem fontes discretas como pulsares e quasares.

Portanto, a emissão de energia observada em toda a faixa espectral acessível envolve diversos processos físicos em múltiplos objetos, de modo que apenas uma pequena parte destes processos pode ser considerada neste livro. Mais detalhes sobre os principais processos físicos de transporte da radiação podem ser encontrados em Rybicki e Lightman (1979).

► EXEMPLO 1.13 - *Bremsstrahlung* em regiões HII e grupos de galáxias

Parte da radiação observada em rádio é causada pelo *Bremsstrahlung*, ou radiação de desaceleração. Este é um tipo de radiação contínua emitida por um plasma nos comprimentos de onda de rádio por meio de transições livre-livre em íons de H e He. Esta radiação é produzida em regiões HII, com densidade eletrônica $n_e \lesssim 10^3 \text{ cm}^{-3}$, temperatura eletrônica $T_e \sim 10^4 \text{ K}$. A emissividade de um plasma, definida como a potência total emitida por unidade de volume, por unidade de ângulo sólido e por unidade de intervalo de frequência entre ν e $\nu + d\nu$ é dada por

$$\epsilon_\nu = \frac{8}{3} \left(\frac{2\pi}{3} \right)^{1/2} \frac{Z_i^2 e^6}{m_e^2 c^3} \left(\frac{m_e}{kT_e} \right)^{1/2} n_i n_e g_{ff}(\nu, T_e) e^{-h\nu/kT_e} \quad (1.66)$$

medida em $\text{erg cm}^{-3} \text{s}^{-1} \text{sr}^{-1} \text{Hz}^{-1}$. Nesta equação Z_i é o número atômico dos íons, c é a velocidade da luz no vácuo, e é a carga do elétron, m_e é a massa do elétron, h é a constante de Planck, k é a constante de Boltzmann e g_{ff} é o fator de Gaunt, uma função que varia lentamente com a frequência, tipicamente da ordem da unidade. Portanto, a observação da emissão por *Bremsstrahlung* pode levar a estimativas da temperatura e densidades eletrônicas das regiões onde ocorre a emissão.

Neste caso pode ser incluída a emissão contínua em rádio observada em regiões HII e regiões de formação estelar (cf. Exemplo 1.11). Por exemplo, para a região HII M20, a temperatura eletrônica estimada é $T_e \simeq 8000 \text{ K}$ com um número de fótons no contínuo de Lyman $L_c = 5 \times 10^{48} \text{ s}^{-1}$, uma densidade eletrônica $n_e \simeq 10^2 \text{ cm}^{-3}$ e uma medida de emissão, definida como a integral ao longo da linha de visada $\mathcal{ME} = \int n_e^2 dx = 5 \times 10^4 \text{ pc/cm}^{-6}$.

Analogamente, em grupos de galáxias, a emissão em raios X pode atingir luminosidades de 10^{43} a 10^{45} erg/s , provavelmente produzida por elétrons acelerados em um gás quente que envolve as galáxias do grupo. Neste caso as temperaturas estimadas para uma emissão livre-livre por *Bremsstrahlung* térmico opticamente fino são 10^7 a 10^8 K ou 1 a 10 keV para aglomerados com massas 10^{14} a $10^{15} M_\odot$.

► EXEMPLO 1.14 - Radiação síncrotron

Esta é uma forma de radiação não térmica, emitida por elétrons relativísticos ao serem defletidos pelo campo magnético existente no meio interestelar, ocorrendo no meio interestelar difuso e em restos de supernovas. Para uma distribuição dos elétrons homogênea e isotrópica, e um campo magnético homogêneo, a emissividade é

$$\epsilon_\nu = K \alpha(\gamma) \frac{\sqrt{3}}{8\pi} \frac{e^3}{m_e c^2} \left[\frac{3e}{4\pi m_e^3 c^5} \right]^{(\gamma-1)/2} B^{(\gamma+1)/2} \nu^{-(\gamma-1)/2} \quad (1.67)$$

Valores típicos dos parâmetros são $\gamma \simeq 2.6$, $\alpha(\gamma) \simeq 1$ e $K \simeq 3.3 \times 10^{-17} \text{ erg}^{\gamma-1} \text{ cm}^{-3}$ para um campo típico, com $B \simeq 3 \times 10^{-6} \text{ Gauss}$. Em restos de

supernovas observa-se emissão síncrotron por elétrons relativísticos no campo magnético do meio em uma vasta faixa espectral, de $\nu = 10^{10}$ a $\nu = 10^{18}$ Hz aproximadamente, incluindo rádio e raios X, eventualmente superposta à emissão térmica. Resultados recentes Para Cas A sugerem que a emissão origina-se em uma camada fina produzida na onda de choque. Para energias da ordem de 1 a 2 keV, ou frequências da ordem de 10^{17} Hz, pode ser obtido um fluxo da ordem de 2×10^{-1} fótons $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{keV}^{-1}$ com um campo magnético da ordem de $200 \mu\text{G}$.

EXERCÍCIOS

- 1.1 Considere a figura 1.13 e mostre que o produto νU_ν representa a densidade de energia do campo de radiação por intervalo logarítmico de frequência.
- 1.2 A componente D na figura 1.13 é basicamente a radiação estelar integrada, que pode ser observada no meio interestelar. A partir do resultado para a densidade de energia em $\lambda = 5500 \text{\AA}$ encontrado na seção 1.5, estime o produto νU_ν para esse comprimento de onda e compare seu resultado com o valor indicado na figura.
- 1.3 Na faixa óptica e ultravioleta do espectro é costume medir as frequências em Hz e os comprimentos de onda em $\text{\AA}$, mas na região de alta energia (raios X e γ) é mais usual relacionar a energia dos quanta em eV (ou seus múltiplos) e os comprimentos de onda em $\text{\AA}$. Obtenha (a) uma expressão para a frequência ν em Hz em função do comprimento de onda λ em $\text{\AA}$, e (b) uma expressão para a energia do quantum E_ν em eV em função do comprimento de onda λ em $\text{\AA}$.
- 1.4 Na fotosfera solar, a opacidade em $\lambda = 5000 \text{\AA}$ é $\kappa_\lambda = 0.3 \text{ cm}^2/\text{g}$, onde κ_λ é o coeficiente de absorção por massa, definido por $\kappa_\lambda = k_\lambda/\rho$, onde $\rho \simeq 2.1 \times 10^{-7} \text{ g/cm}^3$ é a densidade típica da fotosfera. Qual é a distância média percorrida por um fóton com $\lambda = 5000 \text{\AA}$ na fotosfera solar?
- 1.5 Uma estrela esférica de tipo espectral MIII tem uma luminosidade dada por $\log(L/L_\odot) = 3.0$ e raio $R/R_\odot = 100$. (a) Qual é o fluxo na superfície da estrela? (b) Supondo que a estrela está a uma distância de 20 pc, qual seria o fluxo observado no alto da atmosfera da Terra? Despreze a extinção interestelar.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- CARROLL, B. W., OSTLIE, D. A. 2014, *An Introduction to Modern Astrophysics*, Pearson
- CHOUDHURI, A. R. 2010, *Astrophysics for Physicists*, CUP
- COX, A. N. 2000, *Allen's Astrophysical Quantities*, AIP
- KARTUNNEN, H., KRÖGER, P., OJA, H., POUTANEN, M., DONNER, K. J. 2007, *Fundamental Astronomy*, Springer
- MACIEL, W. J. 1999, *Introdução à Estrutura e Evolução Estelar*, Edusp (edição em inglês: *Introduction to Stellar Structure*, Springer 2015)
- MACIEL, W. J. 2002, *Astrofísica do Meio Interestelar*, Edusp (edição em inglês: *Astrophysics of the Interstellar Medium*, Springer 2013)
- MIHALAS, D. 1978, *Stellar Atmospheres*, Freeman
- RYBICKI, G. B., LIGHTMAN, A. P. 1979, *Radiative Processes in Astrophysics*, Wiley
- SCHUSTER, A. 1905, *Astrophysical Journal*, 21, 1
- SHU, F. H. 1982, *The Physical Universe*, University Science Books
- SWIHART, T. L. 1968, *Astrophysics and Stellar Astronomy*, Wiley
- ZEILIK, M., GREGORY, S. A. 1998, *Introductory Astronomy and Astrophysics*, Brooks Cole

EQUILÍBRIO TERMODINÂMICO

2.1 LEI DE KIRCHHOFF E ET

Neste capítulo, vamos analisar a condição de equilíbrio termodinâmico (ET) e algumas de suas principais aplicações em problemas astrofísicos. Algumas referências sobre o material deste capítulo incluem Choudhuri (2010), Carroll e Ostlie (2014), Maciel (1999, 2002), Zeilik e Gregory (1998), Shu (1982) e Swihart (1968).

Vamos considerar a equação de transporte radiativo dada por (1.40)

$$\frac{dI_\nu}{ds} = j_\nu - k_\nu I_\nu \quad (2.1)$$

Podemos imaginar uma situação em que a radiação incidente sobre um objeto, vinda de todas as direções, tem a mesma natureza da radiação emitida pelo objeto, isto é, a intensidade I_ν é a mesma. Após um certo tempo, o objeto alcança um estado chamado *equilíbrio termodinâmico (ET)*, em que um equilíbrio é atingido entre a radiação emitida e a radiação absorvida pelo objeto. Nesse caso, a intensidade específica da radiação será constante, ou seja, $dI_\nu/ds = 0$, de modo que (2.1) fica

$$j_\nu = k_\nu I_\nu \quad (2.2)$$

$$I_\nu = \frac{j_\nu}{k_\nu} = S_\nu = B_\nu(T) \quad (2.3)$$

ou seja, a intensidade é idêntica à função fonte e depende de um único parâmetro, que é a *temperatura* T . A intensidade neste caso é conhecida como *Função de Planck* $B_\nu(T)$, ou radiação de corpo negro, dada por

$$B_\nu(T) = \frac{2 h \nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad (2.4)$$

com unidades: $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Hz}^{-1} \text{ sr}^{-1}$. A relação (2.2) é a *lei de Kirchhoff*, e permite determinar a função fonte diretamente em função da temperatura, se a condição de ET prevalecer. O ET é uma condição idealizada, mas na prática existem diversas situações em que esta condição é aproximadamente verdadeira, inclusive em situações astrofísicas. Por exemplo, um objeto isolado em um envoltório adiabático tenderá a se aproximar do equilíbrio termodinâmico.

No caso da emissão de um corpo negro, podemos aplicar as relações obtidas no capítulo 1 para a emissão isotrópica, isto é, as relações (1.35), (1.36), (1.37) e (1.38). Obtemos então para a intensidade média, o fluxo, a densidade de energia e a pressão radiação as seguintes relações

$$J_\nu = I_\nu = B_\nu(T) = \frac{2 h \nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad (2.5)$$

$$F_\nu = 0 \quad (2.6)$$

$$U_\nu = \frac{4\pi}{c} I_\nu = \frac{8\pi h \nu^3}{c^3} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad (2.7)$$

$$P_{r\nu} = \frac{1}{3} U_\nu = \frac{8\pi h \nu^3}{3c^3} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad (2.8)$$

► EXEMPLO 2.1 - Energia média dos fótons em ET

Vamos determinar a energia média dos fótons em uma situação de equilíbrio termodinâmico (ET) caracterizado pela temperatura T . A energia média dos fótons $\bar{E}$ pode ser obtida por

$$\bar{E} = \frac{\int_0^\infty E_\nu n_\nu d\nu}{\int_0^\infty n_\nu d\nu} \quad (2.9)$$

onde $E_\nu = h\nu$ é a energia do fóton de frequência ν e n_ν é a densidade de fótons, ou seja, $n_\nu d\nu$ é o número de fótons por unidade de volume com frequência entre ν e $\nu + d\nu$. Este número pode ser relacionado com a densidade de energia U_ν por

$$n_\nu d\nu = \frac{U_\nu d\nu}{h\nu} \quad (2.10)$$

usando a relação (2.7) para U_ν , temos

$$n_\nu d\nu = \frac{8\pi\nu^2}{c^3} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} d\nu \quad (2.11)$$

substituindo (2.11) em (2.9) obtemos

$$\bar{E} = \frac{kT \int_0^\infty \frac{x^3 dx}{e^x - 1}}{\int_0^\infty \frac{x^2 dx}{e^x - 1}} = kT \frac{I_1}{I_2} \quad (2.12)$$

onde $x = h\nu/kT$. As duas integrais são dadas por

$$I_1 = \int_0^\infty \frac{x^3 dx}{e^x - 1} = \frac{\pi^4}{15} \quad (2.13)$$

$$I_2 = \int_0^\infty \frac{x^2 dx}{e^x - 1} \simeq 2(1 + 1/8 + 1/27 + 1/64 + \dots) \simeq 2.404 \quad (2.14)$$

Portanto, obtemos $\bar{E} = 2.701 kT$.

► EXEMPLO 2.2 - Energia dos fótons visíveis

A energia de um fóton de luz visível com comprimento de onda $\lambda = 5000 \text{ \AA}$ é

$$E = \frac{hc}{\lambda} = \frac{(6.63 \times 10^{-27}) (3 \times 10^{10})}{(5000) (10^{-8})} \simeq 3.98 \times 10^{-12} \text{ erg} \simeq 2.49 \text{ eV}$$

Em uma lâmpada de 100 W, admitida monocromática, o número de fótons de 5000 Å emitidos por segundo é

$$n_\nu \simeq \frac{(100)(10^7)}{3.98 \times 10^{-12}} \simeq 2.5 \times 10^{20}$$

ou seja a lâmpada emite cerca de 10^{20} fótons em 1 segundo.

2.2 PROPRIEDADES DA FUNÇÃO DE PLANCK

Vamos explorar um pouco a equação (2.4). A figura 2.1 mostra a intensidade $B_\nu(T)$ em função da frequência para alguns valores da temperatura T no intervalo de $T = 100$ K até $T = 10^7$ K.

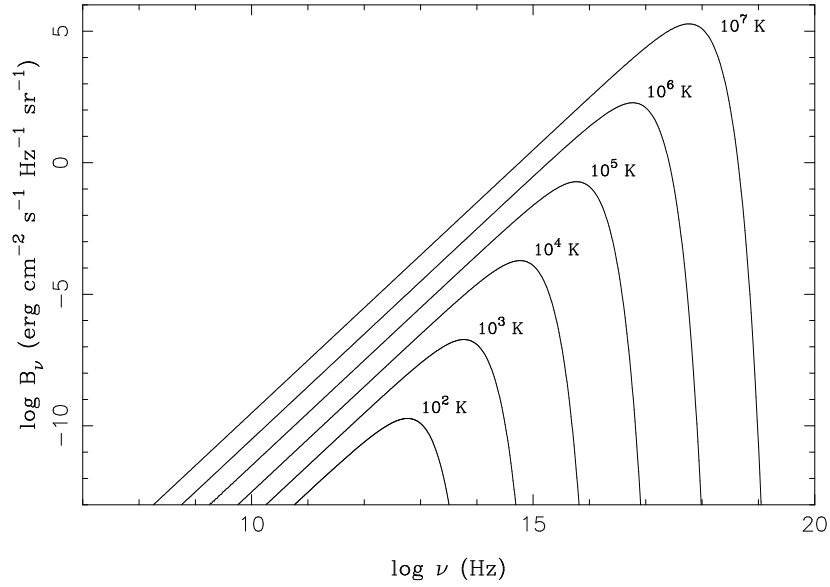


Figura 2.1 - Intensidade da radiação de um corpo negro.

Podemos observar que, para uma dada frequência, a intensidade aumenta para temperaturas mais altas, enquanto que para uma certa temperatura existe um valor de ν para o qual a intensidade é máxima. Para obter este valor, basta encontrar o máximo da função $B_\nu(T)$ dada por (2.4), resultando

$$h \nu_{max} = 2.821 k T \quad (2.15)$$

onde ν está em Hz, T em K e $k = 1.38 \times 10^{-16}$ erg/K é a constante de Boltzmann. Esta relação é conhecida como *lei de Wien*, e mostra que, para temperaturas mais altas, o máximo da função de Planck ocorre em frequências maiores (ou comprimentos de onda menores).

► EXEMPLO 2.3 - Cor e temperatura

Sabemos que uma barra de ferro aquecida torna-se avermelhada se a temperatura for da ordem de 1000 graus, ficando amarelada e tendendo para o azul se a temperatura for ainda mais alta (figura 2.2a). Nesse caso, a emissão de luz (radiação) pela barra segue aproximadamente a relação (2.4), no sentido de que o comprimento de onda dominante da radiação (sua “cor”) desloca-se para valores menores (mais “azuis”) à medida que a temperatura aumenta (figura 2.2b).

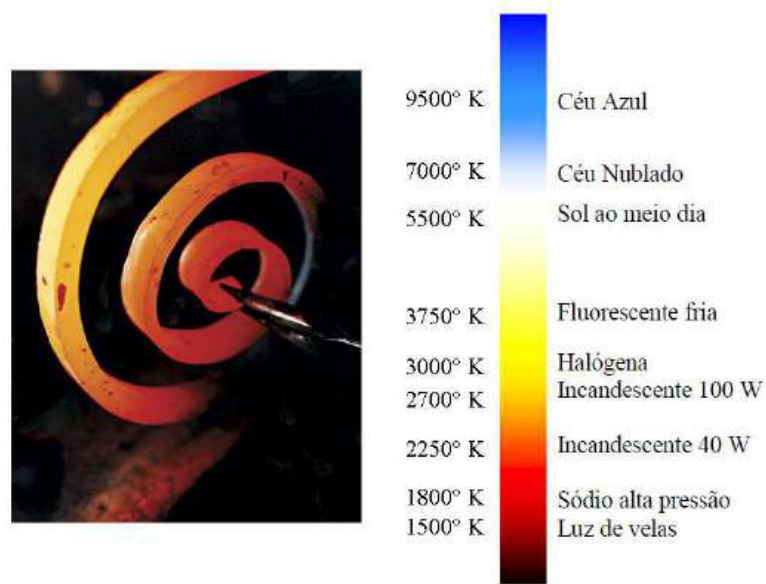


Figura 2.2 - (a) Emissão de luz por uma barra aquecida. (b) Cor e temperatura.

► EXEMPLO 2.4 - Pico da emissão de energia em estrelas

A estrela Betelgeuse (α Orionis, HD 39801, M2Ib) tem uma temperatura efetiva $T_{ef} = 3600$ K. Supondo que sua emissão pode ser associada a um corpo negro, o pico da emissão correspondente a $B_\nu(T)$ ocorre para

$$\nu_{max} = \frac{2.821 k T_{ef}}{h} = 2.11 \times 10^{14} \text{ Hz}$$

ou $\lambda_{max} = c/\nu_{max} = 1.42 \times 10^{-4} \text{ cm} \simeq 14200 \text{ Å}$, ou seja, na região do infravermelho. Em comparação, uma estrela quente como Rigel (β Orionis, HD 34085, B8Ia) com temperatura efetiva $T_{ef} = 12100$ K, tem um pico em

$\nu_{max} = 7.10 \times 10^{14}$ Hz ou $\lambda_{max} = 4.23 \times 10^{-5}$ cm $\simeq 4200$ Å, que está na região ultravioleta do espectro.

A função de Planck (2.4) tem duas aproximações importantes, válidas para a região de altas ou baixas frequências:

Altas frequências: $h\nu/kT \gg 1$

Se $h\nu/kT \gg 1$, é fácil ver que

$$B_\nu(T) \simeq \frac{2h\nu^3}{c^2} e^{-h\nu/kT} \quad (h\nu/kT \gg 1) \quad (2.16)$$

Esta relação é conhecida como *distribuição de Wien*.

Baixas frequências: $h\nu/kT \ll 1$

Por outro lado, se $h\nu/kT \ll 1$, temos

$$B_\nu(T) \simeq \frac{2\nu^2 kT}{c^2} \quad (h\nu/kT \ll 1) \quad (2.17)$$

que é a *distribuição de Rayleigh-Jeans*.

Finalmente, estamos às vezes interessados em obter o valor integrado da função de Planck, isto é, a energia total emitida em todas as frequências, com unidades erg cm⁻² s⁻¹ sr⁻¹. Definindo a variável x

$$x = \frac{h\nu}{kT} \quad (2.18)$$

$$dx = \frac{h d\nu}{kT} \quad (2.19)$$

obtemos de (2.4)

$$\begin{aligned} B(T) &= \int_0^\infty B_\nu(T) d\nu \\ &= \frac{2h}{c^2} \int_0^\infty \frac{\nu^3}{e^{h\nu/kT} - 1} d\nu \\ &= \frac{2k^4 T^4}{h^3 c^2} \int_0^\infty \frac{x^3}{e^x - 1} dx \\ &= \frac{2k^4 T^4}{h^3 c^2} \frac{\pi^4}{15} = \frac{\sigma}{\pi} T^4 \end{aligned} \quad (2.20)$$

onde introduzimos a *constante de Stefan-Boltzmann*

$$\sigma = \frac{2 \pi^5 k^4}{15 h^3 c^2} = 5.67 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ K}^{-4} \quad (2.21)$$

Às vezes é usada a *constante de radiação*,

$$a = \frac{4 \sigma}{c} = 7.57 \times 10^{-15} \text{ erg cm}^{-3} \text{ K}^{-4} \quad (2.22)$$

de modo que (2.20) fica

$$B(T) = \frac{\sigma}{\pi} T^4 = \frac{a c}{4 \pi} T^4 \quad (2.23)$$

A intensidade média é $J = B$, e de (1.37), a densidade de energia integrada é

$$U = \frac{4 \pi}{c} J = \frac{4 \pi}{c} B(T) = a T^4 \quad (2.24)$$

Analogamente, lembrando (1.38) temos para a pressão da radiação

$$P_r = \frac{1}{3} U = \frac{1}{3} a T^4 \quad (2.25)$$

A fotosfera das estrelas não está em ET, pois, por definição, ela é a região onde se origina o fluxo de radiação que podemos observar, o qual, portanto, não é nulo como previsto pela equação (1.36). Entretanto, podemos aproximar o fluxo na fotosfera das estrelas por uma expressão semelhante à equação (2.23), definindo um parâmetro conveniente, que chamamos *temperatura efetiva* T_{ef} , vista no Exemplo 2.4. Nesse caso, para uma estrela de raio R e temperatura efetiva T_{ef} , a luminosidade total, ou seja, a energia emitida em todas as frequências por unidade de tempo L é

$$L = 4 \pi R^2 F = 4 \pi R^2 \sigma T_{ef}^4 \quad (2.26)$$

As relações (2.23), (2.24), (2.25) e (2.26) são versões alternativas da *equação de Stefan-Boltzmann*. A temperatura não é constante na atmosfera das estrelas, como veremos no capítulo 3, de modo que a temperatura efetiva deve ser uma temperatura representativa das condições médias na fotosfera.

As relações acima foram obtidas em termos das quantidades monocromáticas definidas em função da frequência ν . Naturalmente, podemos obter relações equivalentes em função do comprimento de onda λ . Nesse caso, temos para a intensidade específica

$$B_\lambda(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT} - 1} \quad (2.27)$$

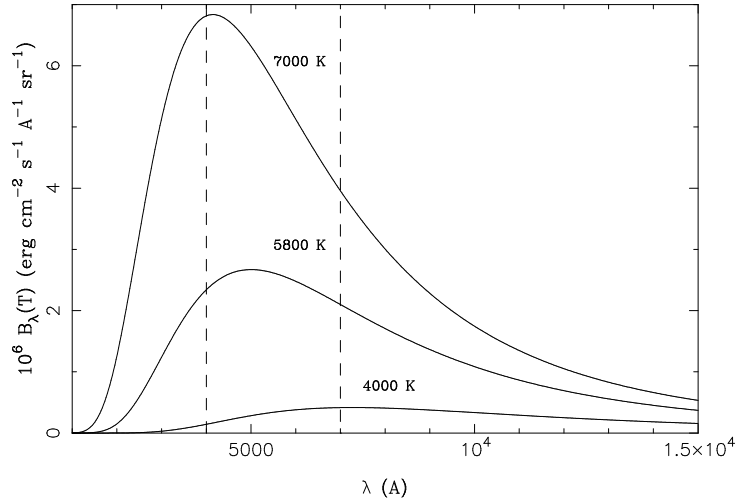


Figura 2.3 - Intensidade da radiação de um corpo negro.

com unidades: $\text{erg cm}^{-3} \text{s}^{-1} \text{sr}^{-1}$ ou $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1} \text{sr}^{-1}$. A figura 2.3 mostra a função $B_\lambda(T)$ para algumas temperaturas típicas das atmosferas estelares, estrelas quentes ($T = 7000 \text{ K}$), o Sol ($T = 5800 \text{ K}$) e estrelas mais frias ($T = 4000 \text{ K}$).

Para as demais equações em termos do comprimento de onda, temos

$$\lambda_{max} T = 0.290 \quad (\text{lei de Wien}) \quad (2.28)$$

onde λ está em cm e T em K.

$$B_\lambda(T) \simeq \frac{2hc^2}{\lambda^5} e^{-hc/\lambda kT} \quad (hc/\lambda kT \gg 1, \text{ Wien}) \quad (2.29)$$

$$B_\lambda(T) \simeq \frac{2ckT}{\lambda^4} \quad (hc/\lambda kT \ll 1, \text{ Rayleigh - Jeans}) \quad (2.30)$$

Vemos que $B_\lambda \neq B_\nu$, mas como $B_\lambda d\lambda = B_\nu d\nu$, a relação (2.23) para a intensidade integrada não se altera

$$B(T) = \int_0^\infty B_\nu d\nu = \int_0^\infty B_\lambda d\lambda = \frac{\sigma}{\pi} T^4 = \frac{a c}{4 \pi} T^4 \quad (2.31)$$

► EXEMPLO 2.5 - Máximos de B_ν e B_λ

Podemos usar as expressões para a lei do deslocamento de Wien em termos da frequência (2.15) e do comprimento de onda (2.28) para mostrar que os comprimentos de onda correspondentes aos máximos de B_ν e B_λ são diferentes. Da equação para B_ν temos

$$\frac{h c}{\lambda_{max}} = 2.821 k T$$

$$\lambda_{max} = \frac{h c}{2.821 k T} \simeq \frac{0.51}{T}$$

da equação para B_λ temos

$$\lambda'_{max} = \frac{0.29}{T}$$

portanto $\lambda'_{max} \neq \lambda_{max}$

$$\frac{\lambda_{max}}{\lambda'_{max}} = \frac{0.51}{0.29} \simeq 1.76$$

Para as estrelas do Exemplo 2.4 temos $\lambda'_{max} \simeq 8060 \text{ \AA}$ (Betelgeuse) e $\lambda'_{max} \simeq 2400 \text{ \AA}$ (Rigel).

► EXEMPLO 2.6 - Fótons visíveis emitidos pelo Sol

No Exemplo 2.2 vimos que uma lâmpada de 100 W emite aproximadamente cerca de 10^{20} fótons com $\lambda = 5000 \text{ \AA}$ em 1 segundo. Podemos comparar este valor com o número de fótons deste comprimento de onda emitidos pelo Sol. Considerando a luminosidade solar $L_\odot = 3.85 \times 10^{33} \text{ erg/s}$, e admitindo que todos os fótons emitidos pelo Sol tem comprimento de onda de $\lambda = 5000 \text{ \AA}$, o número de fótons emitidos por segundo seria

$$n_\lambda \simeq \frac{L_\odot}{E_\lambda} = \frac{3.85 \times 10^{33}}{3.98 \times 10^{-12}} \simeq 9.67 \times 10^{44}$$

Naturalmente, este é um limite superior, pois os fótons emitidos pelo Sol distribuem-se em um amplo intervalo de comprimentos de onda. Uma estimativa mais precisa consiste em admitir que o Sol emite como um corpo negro

com uma temperatura de 5800 K. Pela lei de Wien (2.28) o pico da emissão de B_λ ocorre justamente para $\lambda = 5000 \text{ \AA}$, de modo que $hc/\lambda kT \simeq 5 > 1$. Assim, podemos usar a aproximação dada pela distribuição de Wien (2.29). A fração de fótons emitidos pelo Sol entre os comprimentos de onda λ_1 e λ_2 pode ser escrita como

$$f = \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} B_\lambda(T) d\lambda}{\int_0^\infty B_\lambda(T) d\lambda} = \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} B_\lambda(T) d\lambda}{(\sigma/\pi) T^4}$$

onde usamos (2.23). Por exemplo, com $\lambda_1 = 4950 \text{ \AA}$ e $\lambda_2 = 5050 \text{ \AA}$, obtemos $f \simeq 0.013$, de modo que o número de fótons de $5000 \text{ \AA}$ emitidos pelo Sol por segundo nesta faixa espectral é $n_\lambda \simeq 0.013 \times 9.67 \times 10^{44} \simeq 1.26 \times 10^{43}$.

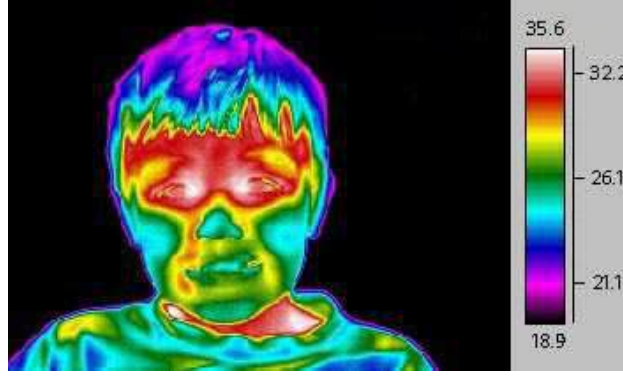


Figura 2.4 - Temperaturas do corpo humano ($^{\circ}\text{C}$) em cores falsas

► EXEMPLO 2.7 - Emissão infravermelha do corpo humano

De acordo com a equação (2.26), a energia emitida por segundo por uma estrela é $L = 4\pi R^2 \sigma T_{ef}^4$, ou seja, $L = S \sigma T_{ef}^4$, onde S é a área da superfície da estrela. Uma pessoa também emite radiação. Em condições normais, a temperatura do corpo humano é de cerca de 37°C ou $T \simeq 310 \text{ K}$. A área do corpo de um homem com 1.80 m e 70 kg é $S \simeq 1.8 \text{ m}^2$, aproximadamente. Portanto, a energia emitida por segundo é $L_p \simeq (1.8 \times 10^4) (5.67 \times 10^{-5}) (310)^4 \simeq 9.4 \times 10^9 \text{ erg/s} = 940 \text{ J/s} = 940 \text{ W}$. De acordo com a lei de Wien (2.28), o comprimento de onda que corresponde ao máximo da emissão é dado por $\lambda_{max} T \simeq 0.29$, ou seja, $\lambda_{max} \simeq 0.29/310 = 9.35 \times 10^{-4} \text{ cm} = 93500 \text{ \AA} = 9350 \text{ nm} = 9.35 \mu\text{m}$, ou seja, a emissão ocorre principalmente no infravermelho. Naturalmente este resultado é aproximado, não apenas porque a área

da superfície varia de pessoa para pessoa, como também porque partes diferentes do corpo humano têm temperaturas diferentes (figura 2.4). Além disto, em uma situação normal, a pessoa também absorve energia do meio ambiente, de modo que a energia efetivamente perdida deve levar em conta a energia absorvida.

► EXEMPLO 2.8 - Emissão infravermelha pela poeira interestelar

Na seção 1.5 consideramos a determinação do campo de radiação levando em conta a absorção pelos grãos de poeira interestelar. Estudos detalhados mostram que esses grãos têm uma composição química variada, incluindo silicatos, óxidos de ferro, carbono, etc. Por exemplo, grãos de SiC são identificados em meteoritos (figura 2.5b), como o meteorito de Murchison, que caiu na Austrália em 1969 (figura 2.5a). Os grãos podem ser estudados pela extinção, polarização e também pela emissão de energia na faixa infravermelha do espectro. Esta emissão pode ser aproximada por um corpo negro, de modo que as equações desta seção são aplicáveis.

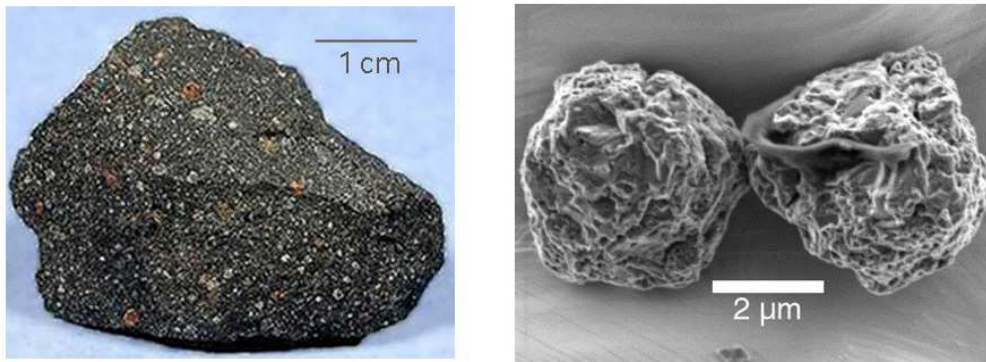


Figura 2.5 - (a) Meteorito Murchison. (b) Grãos de SiC no meteorito Murchison.

A figura 2.6a mostra a distribuição de energia no infravermelho produzida pela poeira interestelar na vizinhança solar, obtida pelo satélite COBE. Neste caso, o pico da emissão ocorre em $\lambda_{max} \simeq 140 \mu\text{m}$, de modo que a temperatura dos grãos deve ser próxima a $T_g \simeq 20 \text{ K}$, de acordo com a lei de Wien (2.28). Mesmo em objetos distantes, como a galáxia *starburst* NGC 6240, situada a cerca de 100 Mpc, pode ser observada a emissão pela poeira (figura 2.6b), com um máximo em $\lambda_{max} \simeq 63 \mu\text{m}$, correspondendo a uma temperatura $T_g \simeq 46 \text{ K}$.

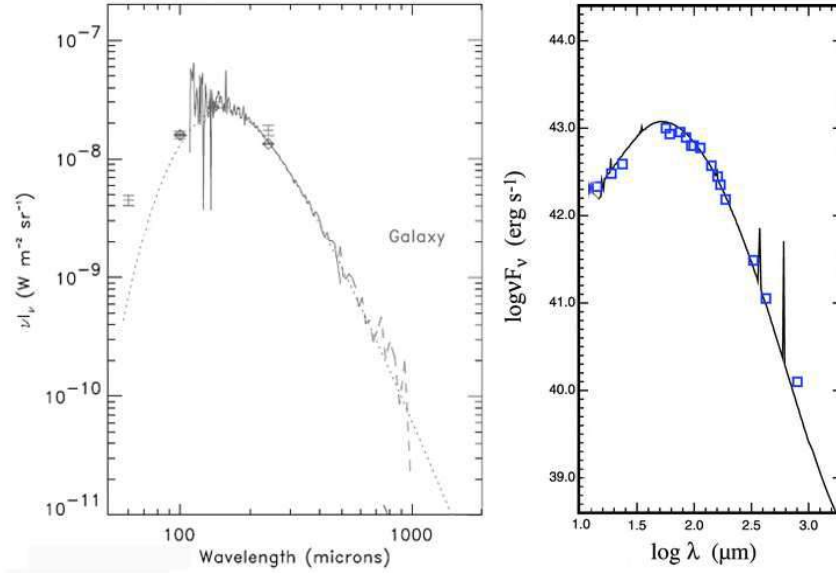


Figura 2.6 - Distribuição de energia no infravermelho (a) na Galáxia. (b) na galáxia NGC 6240.

► **EXEMPLO 2.9** - Fluxo na fotosfera solar

No Exemplo 1.7 analisamos o caso isotrópico, e obtivemos as equações (1.35)-(1.38), válidas para este caso. Como pode ser observado por exemplo na equação (2.4), no ET a intensidade não depende dos ângulos θ e ϕ , sendo a mesma em todas as direções. Portanto, as equações do caso isotrópico são também válidas no ET.

Considerando a equação de Stefan-Boltzmann (2.26), podemos escrever para o fluxo total ($\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$) na superfície do Sol

$$F(R_{\odot}) = \pi B(T_{ef}) = \sigma T_{ef}^4 \quad (2.32)$$

A temperatura efetiva do Sol é aproximadamente $T_{ef} = 5800 \text{ K}$, de modo que o fluxo observado seja equivalente ao de um corpo negro à temperatura T_{ef} . Isto pode ser confirmado considerando

$$F(R_{\odot}) = \sigma T_{ef}^4 = (5.67 \times 10^{-5}) (5800)^4 = 6.42 \times 10^{10} \text{ erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \quad (2.33)$$

Vemos que esse resultado é virtualmente idêntico ao resultado que obtivemos no Exemplo 1.1, $F(R_{\odot}) = 6.33 \times 10^{10} \text{ erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$.

► EXEMPLO 2.10 - O gás coronal

O Sol tem uma atmosfera complexa, compreendendo (i) a fotosfera, onde é essencialmente produzida a radiação visível, característica de uma temperatura da ordem de 5800 K, (ii) a cromosfera, (iii) a região de transição, e (iv) a coroa. As camadas mais externas (ii)-(iv) podem ser observadas em eclipses ou usando técnicas especiais, e suas propriedades diferem significativamente das propriedades da fotosfera solar (figura 2.7).

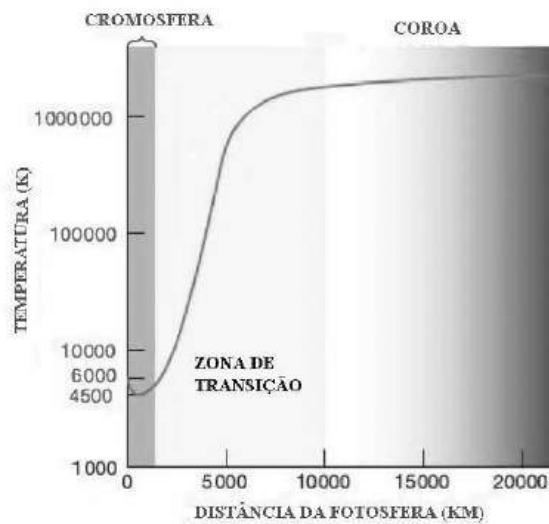


Figura 2.7 - Variação da temperatura nas camadas externas do Sol.

A região mais quente é a coroa, o que pode ser constatado pela observação de átomos altamente ionizados, cuja existência requer altas temperaturas, como Fe XIV. Os processos físicos responsáveis pela coroa não são completamente conhecidos, mas estão provavelmente ligados a perturbações de origem magnética na fotosfera solar. Uma evidência é o fato de que a coroa difere significativamente dependendo do nível de atividade do Sol, que está ligado a seu campo magnético. Isto pode ser visto na figura 2.8, onde está mostrada a coroa solar (a) na fase quiescente do Sol e (b) na fase de máximo.

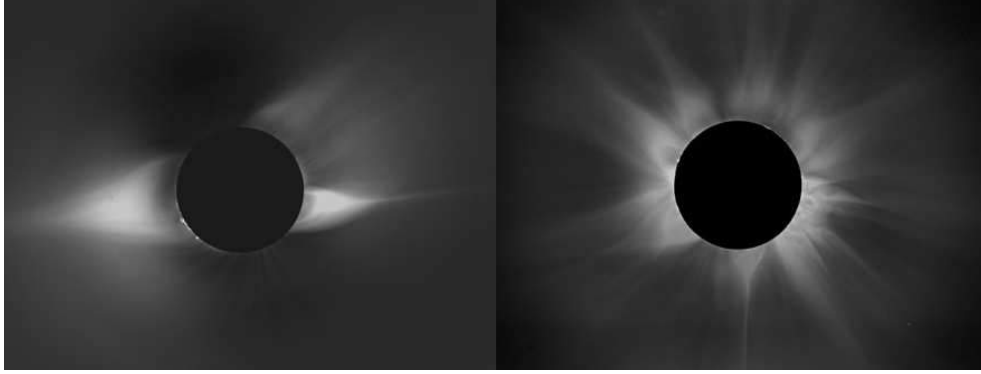


Figura 2.8 - Coroa solar durante eclipse (a) no mínimo, (b) no máximo.

► **EXEMPLO 2.11 - A radiação cósmica de fundo**

A curva B da figura 1.13 mostra a radiação cósmica de fundo em microondas, que é um remanescente das altas temperaturas na época do Big Bang. Dados observacionais recentes, por exemplo pelos satélites COBE/Planck/WMAP, mostram um ajuste excelente com uma distribuição de corpo negro, como pode ser visto na figura 2.9, onde está mostrado um espectro de corpo negro para $T = 2.7$ K, dado pela intensidade da radiação B_ν em função da frequência ν . Os pequenos círculos mostram resultados observacionais recentes. Admitindo que a densidade de energia $U_\nu(T)$ desta radiação corresponde a um corpo negro com temperatura T , podemos facilmente mostrar que o pico observado corresponde a uma temperatura $T \simeq 2.7$ K. Nas figuras 1.13 e 2.9 o pico está aproximadamente em $\log \nu \simeq 11.2$, ou seja, $\nu \simeq 1.6 \times 10^{11}$ Hz. Da figura 1.13 o valor máximo alcançando é $\log \nu U_\nu \simeq -12.6$. Admitindo uma emissão de corpo negro, temos pela lei de Wien (2.15) a temperatura $T \simeq h\nu/2.821k \simeq 2.7$ K. A densidade de energia é dada por (2.7), de modo que com os valores $T \simeq 2.7$ e $\nu \simeq 1.6 \times 10^{11}$ Hz, temos

$$\nu U_\nu = \frac{8\pi h \nu^4}{c^3} \frac{1}{\exp(h\nu/kT) - 1} \simeq 2.49 \times 10^{-13} \text{ erg/cm}^3$$

ou seja $\log(\nu U_\nu) \simeq -12.6$, semelhante ao valor da figura 1.13.

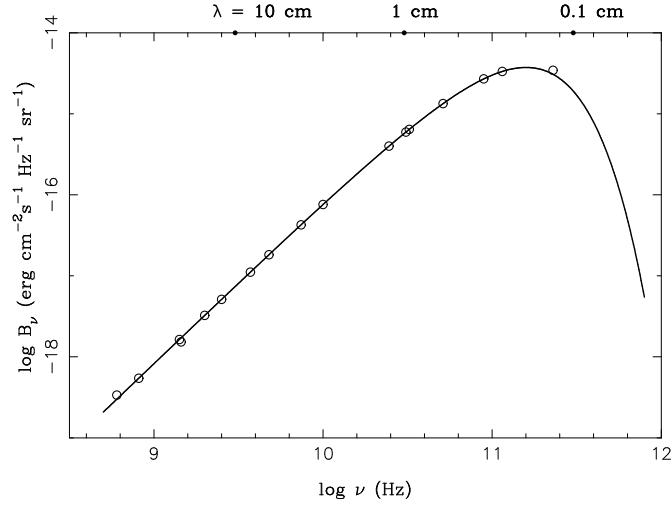


Figura 2.9 - Espectro da radiação cósmica de fundo em 2.7 K.

2.3 LEI DE STEFAN-BOLTZMANN E AS EQUAÇÕES DA TERMODINÂMICA

Vamos mostrar que a lei de Stefan-Boltzmann (2.24) pode ser obtida diretamente das equações básicas da termodinâmica no caso do ET (cf. Maciel 1999, Rybicki e Lightman 1979). Da primeira lei da termodinâmica podemos escrever

$$dE = dQ - P dV \quad (2.34)$$

onde dE é a variação de energia interna do sistema em um processo infinitesimal, dQ é o calor absorvido pelo sistema, P é a pressão do gás, e $P dV$ é o trabalho realizado pelo sistema em uma expansão infinitesimal com uma variação de volume dada por dV , por exemplo colocando um pistão que permita a expansão do gás. Da segunda lei temos

$$dQ = T dS \quad (2.35)$$

onde dS é a variação de entropia do sistema. Combinando estas equações temos

$$dS = \frac{dQ}{T} = \frac{dE}{T} + \frac{P dV}{T} \quad (2.36)$$

Sabemos que a densidade de energia do sistema U é simplesmente $U = E/V$, e de (2.25) vemos que $P = U/3$. Portanto, $dE = U dV + V dU$ de modo que

$$dS = \frac{U dV}{T} + \frac{V dU}{T} + \frac{P dV}{T} = \frac{V}{T} \frac{dU}{dT} dT + \left(\frac{U + U/3}{T} \right) dV$$

$$dS = \frac{V}{T} \frac{dU}{dT} dT + \frac{4U}{3T} dV \quad (2.37)$$

mas

$$dS = \left(\frac{\partial S}{\partial T} \right)_V dT + \left(\frac{\partial S}{\partial V} \right)_T dV \quad (2.38)$$

combinando estas duas equações

$$\left(\frac{\partial S}{\partial T} \right)_V = \frac{V}{T} \frac{dU}{dT} \quad \left(\frac{\partial S}{\partial V} \right)_T = \frac{4U}{3T} \quad (2.39)$$

portanto

$$\frac{\partial^2 S}{\partial T \partial V} = \frac{1}{T} \frac{dU}{dT} = -\frac{4U}{3T^2} + \frac{4}{3T} \frac{dU}{dT} \quad (2.40)$$

simplificando esta última expressão obtemos

$$\frac{dU}{dT} = \frac{4U}{T} \quad (2.41)$$

que pode ser integrada, obtendo

$$\log U = 4 \log T + \log a \quad (2.42)$$

onde a é uma constante, ou seja, $U(T) = aT^4$, que é a lei de Stefan-Boltzmann. As equações da termodinâmica permitem obter a lei de Stefan-Boltzmann, mas para mostrar que a constante a da equação (2.42) é a mesma constante a da equação (2.24) é necessário usar mecânica estatística quântica.

2.4 EQUAÇÕES DO EQUILÍBRIO TERMODINÂMICO

Além das equações envolvendo o campo de radiação, o ET pode ser caracterizado por outras 3 equações que descrevem propriedades do gás, como a *distribuição de Maxwell*, a *equação de Boltzmann* e a *equação de Saha* (cf. Maciel 2002).

2.4.1 A FUNÇÃO DE DISTRIBUIÇÃO DE VELOCIDADES DE MAXWELL

A distribuição de Maxwell é extremamente útil em diversos problemas astrofísicos. Esta equação pode ser colocada em diversas formas (cf. Reif 1965), das quais veremos as mais usuais. Seja $f(\mathbf{v})d\mathbf{v}$ a fração das partículas de massa m de um sistema cuja velocidade esteja em um intervalo tridimensional entre $\mathbf{v}$ e $\mathbf{v} + d\mathbf{v}$. No ET a função f é isotrópica, e podemos escrever $f(\mathbf{v}) = f(v)$, onde $v = |\mathbf{v}|$. A *função de distribuição de Maxwell* é

$$f(v) dv = \left(\frac{m}{2\pi kT} \right)^{3/2} \exp(-mv^2/2kT) dv \quad (2.43)$$

O valor médio (rms) da velocidade é

$$\langle v^2 \rangle^{1/2} = \left(\frac{3kT}{m} \right)^{1/2} \quad (2.44)$$

Em algumas situações astrofísicas temos informações sobre apenas uma componente da velocidade, frequentemente a velocidade radial. Neste caso, estamos interessados na distribuição maxwelliana de uma componente da velocidade. De (2.43) podemos mostrar que

$$f(v_x) dv_x = \left(\frac{m}{2\pi kT} \right)^{1/2} \exp(-mv_x^2/2kT) dv_x \quad (2.45)$$

onde $f(v_x)dv_x$ é a fração das partículas cuja componente de velocidade na direção x está compreendida no intervalo entre v_x e $v_x + dv_x$, independentemente das outras componentes. Neste caso, $\langle v_x \rangle = 0$, pois a componente x pode ser positiva ou negativa com igual probabilidade. Porém,

$$\langle v_x^2 \rangle^{1/2} = \left[\frac{\int f(v_x) v_x^2 dv_x}{\int f(v_x) dv_x} \right]^{1/2} = \left(\frac{kT}{m} \right)^{1/2} \quad (2.46)$$

ou seja, a velocidade rms da distribuição (2.45) é uma média representativa desta distribuição.

A figura 2.10 mostra um exemplo da distribuição de uma componente da velocidade considerando (i) uma nuvem interestelar com temperatura típica $T = 100$ K e (ii) a fotosfera solar, com uma temperatura $T = 5800$ K. Em

ambos os casos consideramos o gás composto apenas de H atômico, de modo que a massa de cada partícula é $m = m_H = 1.67 \times 10^{-24}$ g.

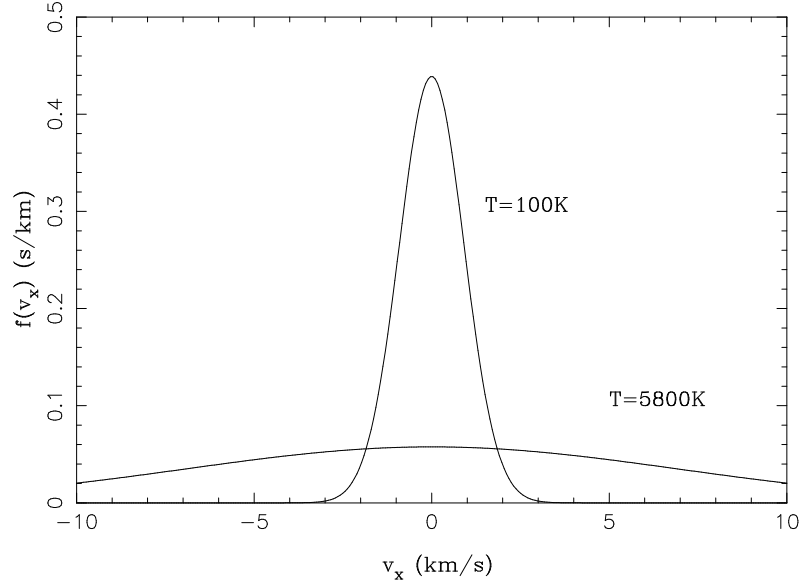


Figura 2.10 - Distribuição de uma componente da velocidade em nuvens interestelares ($T = 100$ K) e na fotosfera solar ($T = 5800$ K).

Como pode ser observado, a distribuição é simétrica, e torna-se mais estreita à medida que temperaturas mais baixas são consideradas.

Finalmente, estamos também interessados no caso em que precisamos conhecer a fração $f'(v)dv$ de partículas com $v = |\mathbf{v}|$ entre v e $v + dv$, independentemente da direção do vetor velocidade. Nesse caso temos

$$\begin{aligned} f'(v) dv &= 4\pi f(v) v^2 dv \\ &= 4\pi \left(\frac{m}{2\pi kT} \right)^{3/2} v^2 \exp(-mv^2/2kT) dv \end{aligned} \quad (2.47)$$

A figura 2.11 mostra a distribuição $f'(v)$ nos dois casos considerados na figura 2.10, isto é, uma nuvem interestelar com $T = 100$ K e a fotosfera solar com $T = 5800$ K, adotando $m = m_H = 1.67 \times 10^{-24}$ g.

Neste caso, podemos definir as velocidades

$$\langle v \rangle = \left(\frac{8kT}{\pi m} \right)^{1/2} \quad (\text{velocidade média}) \quad (2.48)$$

$$\langle v^2 \rangle^{1/2} = \left(\frac{3kT}{m} \right)^{1/2} \quad (\text{velocidade rms}) \quad (2.49)$$

$$v_p = \left(\frac{2kT}{m} \right)^{1/2} \quad (\text{velocidade mais provável}) \quad (2.50)$$

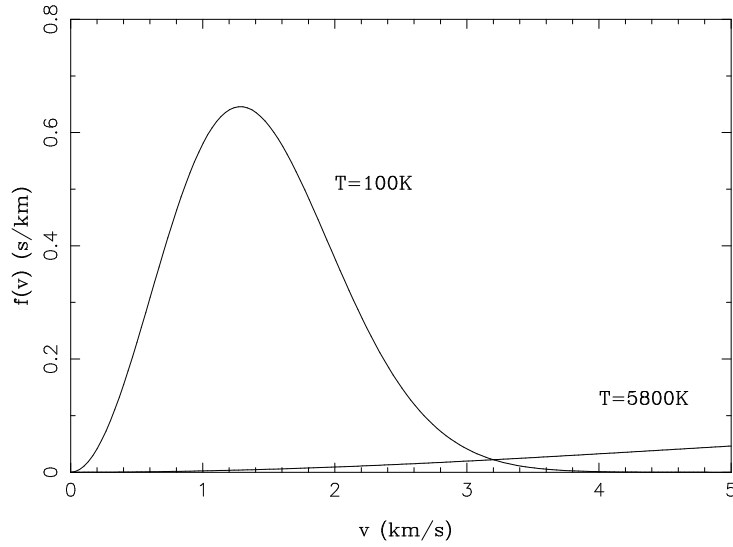


Figura 2.11 - Distribuição da velocidade $f'(v)$ em nuvens interestelares ($T = 100\text{ K}$) e na fotosfera solar ($T = 5800\text{ K}$).

Todas essas velocidades são representativas das condições do gás, e

$$\langle v^2 \rangle^{1/2} \simeq 1.224 v_p \quad (2.51)$$

$$\langle v \rangle \simeq 1.128 v_p \quad (2.52)$$

As três distribuições (2.43), (2.45) e (2.47) são frequentemente usadas em problemas astrofísicos, podendo caracterizar as condições do gás de maneira aproximada, mesmo fora do ET. Nesse caso, a temperatura T que aparece nessas equações é a *temperatura cinética* do gás.

► EXEMPLO 2.12 - Estimativa da velocidade média

Vamos estimar as velocidades médias típicas dos átomos do gás em algumas situações astrofísicas. Inicialmente, vamos considerar uma nuvem interestelar

difusa. Nesse caso, a temperatura cinética é da ordem de $T \simeq 100$ K, e sua composição é basicamente de H neutro, de modo que o peso molecular deste gás é $\mu \simeq 1$. A velocidade média representativa das partículas é

$$v \simeq \sqrt{\frac{kT}{\mu m_H}} = \sqrt{\frac{(1.38 \times 10^{-16}) (100)}{(1) (1.67 \times 10^{-24})}} \simeq 0.9 \text{ km/s} \quad (2.53)$$

onde $m_H = 1.67 \times 10^{-24}$ g é a massa do átomo de H. Vamos agora considerar novamente a fotosfera do Sol. Como a temperatura típica da fotosfera é a temperatura efetiva, $T_{ef} = 5800$ K, e admitindo que o gás é composto essencialmente de H, temos que $\mu \simeq 1$ e

$$v \simeq \sqrt{\frac{kT}{\mu m_H}} = \sqrt{\frac{(1.38 \times 10^{-16}) (5800)}{(1) (1.67 \times 10^{-24})}} \simeq 6.9 \text{ km/s} \quad (2.54)$$

Finalmente, vamos considerar o gás quente que envolve o disco galáctico, observável por exemplo pela presença do íon OVI. Para que este íon exista, é necessário que a energia média do gás seja da ordem do potencial de ionização para transformar OV em OVI, que é $PI = 114$ eV (Cox 2000). Portanto, a temperatura média deste gás deve ser dada por $kT \simeq PI$, de onde obtemos $T \sim 1.3 \times 10^6$ K. Com este valor temos para a velocidade típica dos átomos de oxigênio

$$v \simeq \sqrt{\frac{kT}{\mu m_H}} = \sqrt{\frac{(1.38 \times 10^{-16}) (1.3 \times 10^6)}{(16) (1.67 \times 10^{-24})}} \simeq 26 \text{ km/s} \quad (2.55)$$

2.4.2 A EQUAÇÃO DE BOLTZMANN

Seja um elemento X no estado de ionização r . No ET, as populações relativas de dois níveis de energia j e k são relacionadas pela expressão

$$\frac{n_j(X^r)}{n_k(X^r)} = \frac{g_{rj}}{g_{rk}} \exp [-(E_{rj} - E_{rk})/kT] \quad (2.56)$$

que é a *equação de Boltzmann*, onde g_{rj}, g_{rk} são os pesos estatísticos dos níveis j e k , e E_{rj}, E_{rk} são as energias destes níveis.

► EXEMPLO 2.13 - A linha de 21 cm do H

O equilíbrio termodinâmico é favorecido pela frequência de colisões, que fazem uma equipartição da energia disponível, estabelecendo um equilíbrio entre as diversas partículas do sistema. Por esta razão, situações em que os processos colisionais são dominantes frequentemente podem ser estudadas a partir das equações do ET. No meio interestelar, em geral, não há equilíbrio termodinâmico, principalmente porque as baixas densidades do gás nas nuvens interestelares dificultam os processos colisionais. Apesar disso, em alguns casos esses processos são dominantes. A linha de 21 cm do H é produzida por uma transição radiativa entre dois níveis hiperfinos do estado fundamental, os quais correspondem às duas orientações possíveis do spin do elétron e do núcleo. Os dois níveis têm uma diferença de energia $h\nu_{12} = 5.9 \times 10^{-6}$ eV, de modo que a frequência da radiação emitida é $\nu_{12} = 1420$ MHz, correspondendo a um comprimento de onda $\lambda_{12} = 21.11$ cm. A probabilidade de transição espontânea do nível 2 (superior) para o nível 1 (inferior), medida pelo coeficiente A_{21} de Einstein, é muito baixa: $A_{21} = 2.9 \times 10^{-15} \text{ s}^{-1}$. Isto significa que um átomo no nível 2 fica um longo tempo neste nível antes de decair para o nível 1. Esse tempo é essencialmente o inverso do coeficiente A_{21} , ou seja, $t_2 \sim 1/A_{21} \sim 10^7$ ano. Como esse tempo é muito longo, antes de ocorrer um decaimento há uma grande probabilidade de haver colisões com outras partículas, mesmo nas baixas densidades interestelares. Nestas condições, os níveis de energia serão povoados colisionalmente, resultando populações características de ET, ou seja, podemos usar as equações desta seção, em particular a equação de Boltzmann, (2.56). Esta equação pode então ser escrita

$$\frac{n_2}{n_1} = \frac{g_2}{g_1} e^{-h\nu_{12}/kT} \quad (2.57)$$

Considerando que a temperatura das nuvens interestelares é baixa, $T \simeq 100$ K, mais uma simplificação pode ser feita, pois

$$\frac{h\nu_{12}}{kT} = \frac{1.44}{\lambda_{12}(\text{cm}) T(\text{K})} \simeq \frac{0.07}{T} \ll 1 \quad (2.58)$$

Portanto, para as temperaturas interestelares típicas podemos desprezar o termo exponencial em (2.57). Com os pesos estatísticos $g_2 = 3$ e $g_1 = 1$, a razão das abundâncias dos níveis 2 e 1 fica

$$\frac{n_2}{n_1} \simeq \frac{g_2}{g_1} = \frac{3}{1} = 3 \quad (2.59)$$

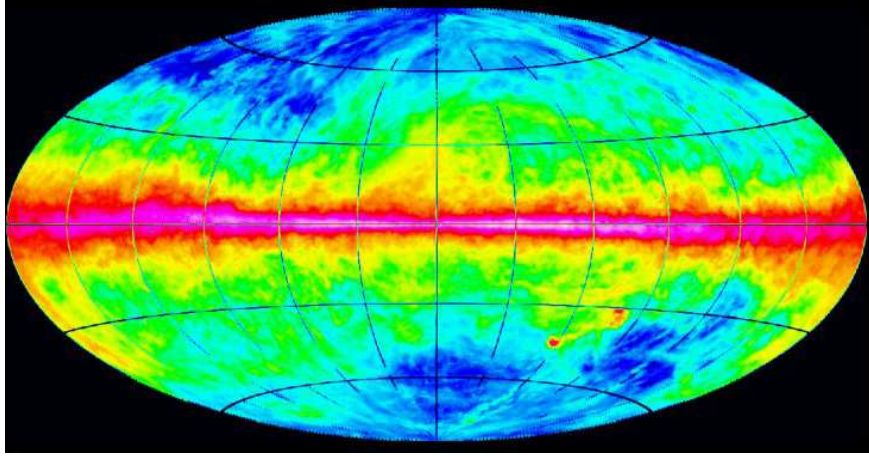


Figura 2.12 - Emissão galáctica em 21 cm.

ou seja, cerca de 3/4 dos átomos de H estão no nível superior, e 1/4 no nível inferior, e as populações dos níveis não dependem da temperatura. Apesar do grande tempo de vida do nível superior, a densidade de coluna do H neutro nas nuvens interestelares é tão alta, da ordem de até $N_H \sim 10^{22} \text{ cm}^{-2}$, que a emissão na linha de 21 cm pode ser observada, como mostrado por exemplo na figura 2.12. De fato, esta emissão é tão importante, que levou aos primeiros mapeamentos da estrutura do disco galáctico, já no final da década de 1950.

2.4.3 A EQUAÇÃO DE SAHA

A equação de ionização de Saha exprime a distribuição dos átomos do elemento X nos diversos estágios de ionização em ET, podendo ser obtida pela generalização da equação de excitação de Boltzmann. A *equação de Saha* é

$$\frac{n(X^{r+1}) n_e}{n(X^r)} = \frac{f_{r+1} f_e}{f_r} \quad (2.60)$$

onde as funções de partição dos átomos f_r e f_{r+1} são dadas por

$$f(X^r) = f_r = \sum_k g_{rk} \exp(-E_{rk}/kT) \quad (2.61)$$

onde g_{rk} é novamente o peso estatístico e E_{rk} a energia correspondente. A função de partição dos elétrons livres por unidade de volume f_e é dada por

$$f_e = 2 \left(\frac{2\pi m_e kT}{h^2} \right)^{3/2} \quad (2.62)$$

onde $m_e = 9.11 \times 10^{-28}$ g é a massa do elétron. Uma aproximação usual consiste em considerar apenas os primeiros termos das funções de partição atômicas

$$f_r \simeq g_{r,1} \exp(-E_{r,1}/kT) \quad (2.63)$$

$$f_{r+1} \simeq g_{r+1,1} \exp(-E_{r+1,1}/kT) . \quad (2.64)$$

Neste caso, (2.60) fica

$$\frac{n(X^{r+1}) n_e}{n(X^r)} \simeq \left(\frac{2 \pi m_e k T}{h^2} \right)^{3/2} 2 \frac{g_{r+1,1}}{g_{r,1}} e^{(-\Delta E_r/kT)} \quad (2.65)$$

onde $\Delta E_r = E_{r+1,1} - E_{r,1}$ é a energia necessária para ionizar o elemento X^r a partir do estado fundamental.

► EXEMPLO 2.14 - Ionização do H

Vamos considerar uma aplicação simples da equação de Saha (2.65) para o H na atmosfera solar. De acordo com modelos para a fotosfera solar (Cox 2000), em um ponto típico da fotosfera, temos uma densidade eletrônica $n_e \simeq 2 \times 10^{13} \text{ cm}^{-3}$. Para o H, o potencial de ionização é de 13.6 eV, e os pesos estatísticos são $g_1 = 2$ (para $r = 1$, ou seja, átomos neutros de H, com densidade n_H) e $g_2 = 1$ (para $r = 2$, ou seja, prótons, com densidade n_p). De (2.65) obtemos

$$\log \left(\frac{n_p n_e}{n_H} \right) \simeq 15.38 + 1.5 \log T - \frac{68544}{T} \quad (2.66)$$

com T em K e n em cm^{-3} . Podemos definir o grau de ionização do H por

$$x = \frac{n_p}{n_p + n_H} = \frac{(n_p/n_H)}{1 + (n_p/n_H)} \quad (2.67)$$

Portanto, admitindo uma densidade eletrônica constante, de (2.66) podemos obter n_p/n_H para cada temperatura, e de (2.67) o grau de ionização do hidrogênio. A figura 2.13 mostra os resultados para temperaturas $5000 < T(\text{K}) < 12000$. Vemos que, nas condições adotadas, o H está essencialmente neutro para as temperaturas mais baixas, $T \leq 8000$ K, e ionizado para temperaturas mais altas.

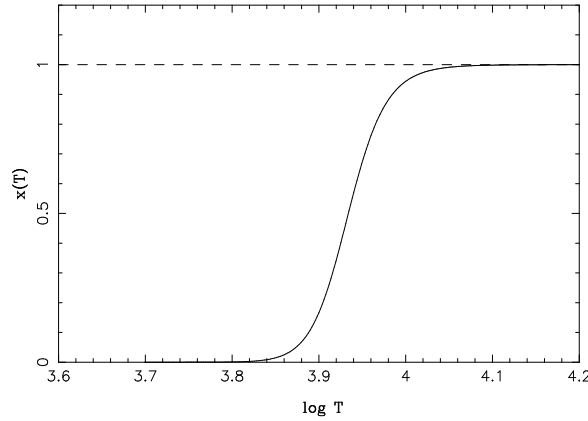


Figura 2.13 - Ionização do H.

2.5 DESVIOS DO EQUILÍBRIO TERMODINÂMICO

2.5.1 COEFICIENTES DE DESVIO

Na maior parte das situações astrofísicas, o equilíbrio termodinâmico estrito não prevalece, de modo que, a rigor, as equações das seções anteriores não são aplicáveis. Entretanto, frequentemente elas são usadas para obter estimativas, ou cálculos de ordens de grandeza, com resultados aproximadamente corretos. Nesse caso, o parâmetro T que aparece nestas equações tem um significado mais complexo, não sendo mais identificado com a temperatura absoluta característica do ET. Por exemplo, na distribuição de Maxwell esse parâmetro é a *temperatura cinética* T_k , na equação de Boltzmann é a *temperatura de excitação* T_{ex} , na equação de Saha é a *temperatura de ionização* T_i , e na função de Planck é a *temperatura de radiação* T_r ou a *temperatura de cor* T_c . Em atmosferas estelares definimos a *temperatura efetiva* T_{ef} , como vimos. Naturalmente, se $T_k = T_{ex} = T_i = T_r = T_c = T_{ef}$, temos uma situação de equilíbrio termodinâmico, e quanto mais discrepantes forem essas temperaturas, maiores serão os desvios com relação ao ET.

► EXEMPLO 2.15 - Masers em estrelas gigantes e supergigantes frias

Um exemplo de um desvio do ET é a emissão MASER observada na radiação em microondas emitida pelos envelopes circunstelares de estrelas gigantes e supergigantes vermelhas, como as estrelas AGB, OH/IR e Miras. Desde o final da década de 1960, observações de envoltórias dessas estrelas mostram emissões variáveis no tempo das moléculas de OH (em 1612, 1665, 1667, 1720

MHz, ou 18 cm), H_2O (em 22 GHz) e SiO (em 43 GHz). No caso de OH, a emissão tem frequentemente dois picos (figura 2.14a), identificados como a emissão vinda das camadas do envelope que se aproximam e se afastam do observador, respectivamente (figura 2.14b). Nesse caso, a velocidade da estrela está localizada a meio termo entre as duas emissões. Esta emissão vem das camadas mais externas do envelope, enquanto que as emissões de H_2O e SiO são produzidas nas regiões mais internas.

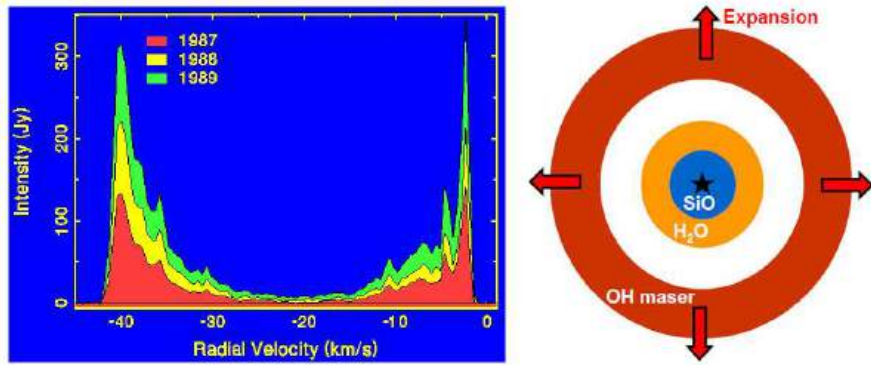


Figura 2.14 - Masers de OH em 1612 MHz em estrelas OH/IR.

A temperatura do envelope é ainda mais baixa que a temperatura efetiva das estrelas, sendo da ordem de 1000 K, o que é necessário para a existência de moléculas. Supondo que a emissão seja térmica, podemos usar a função de Planck em sua aproximação para $h\nu \ll kT$, a distribuição de Rayleigh-Jeans (2.17). Neste caso, vemos que a intensidade $I \propto T$, ou seja, a medida da intensidade da emissão fornece diretamente uma medida da temperatura, que no caso é chamada *temperatura de brilho* T_b . Ocorre que, nesses casos, a temperatura de brilho medida é muito alta, $T_b \sim 10^{10} - 10^{15}$ K, muito superior à temperatura cinética do gás, que é da ordem de 1000 K. Portanto, temos aqui uma emissão claramente de origem não térmica, evidenciando um desvio do ET. No ET, a equação de Boltzmann (2.56) mostra que para uma dada temperatura, os níveis superiores são em geral menos povoados que os níveis inferiores. Estudos detalhados mostram que a radiação observada em microondas é devida a um processo de amplificação da radiação causado por um aumento no número de elétrons nos níveis superiores, muito acima do previsto pela equação de Boltzmann, ou seja, há uma inversão de populações dos níveis de energia. Em termos da equação de transporte radiativo, a inversão implica em uma profundidade óptica negativa. A radiação incidente

(*background radiation*) ou a radiação produzida na própria camada podem ser amplificadas pelo “bombeamento” dos níveis inferiores para os níveis superiores, que é causado pela radiação infravermelha que permeia o envelope, dando origem à amplificação da radiação em microondas característica da emissão MASER (*microwave amplification by stimulated emission of radiation*).

No caso mais geral, para dois níveis j e k , fora do ET podemos definir os chamados *coeficientes de desvio*

$$b_j = \frac{n_j(X^r)}{n_j^*(X^r)} \quad b_k = \frac{n_k(X^r)}{n_k^*(X^r)} \quad (2.68)$$

onde usamos um asterisco (*) para caracterizar a condição de ET. Nessas condições, (2.56) pode ser escrita

$$\frac{n_k(X^r)}{n_j(X^r)} = \frac{b_k}{b_j} \frac{g_{rk}}{g_{rj}} \exp(-h\nu_{jk}/kT) \quad (2.69)$$

onde $\nu_{jk} = (E_{rk} - E_{rj})/h$ é a frequência do fóton emitido ou absorvido em uma transição radiativa entre os níveis j e k , admitindo $E_{rj} < E_{rk}$, e T é a temperatura de excitação. De (2.69) vemos que a razão entre as populações dos níveis j e k pode ser determinada conhecendo-se os coeficientes de desvio b_j e b_k . A determinação desses coeficientes é complexa e depende das condições físicas de cada caso.

Considerando agora a distribuição de velocidades, em ET prevalece a distribuição de Maxwell, como vimos. No caso geral, podem ocorrer colisões *elásticas* entre as partículas, que tendem a estabelecer uma distribuição maxwelliana, mas também pode haver colisões *inelásticas*, em que isso não ocorre. Nas colisões inelásticas há troca de energia entre a energia cinética das partículas e alguma outra forma de energia, como nos processos de excitação, ionização, recombinação e dissociação, no caso de moléculas. Se esses processos forem dominantes haverá um maior desvio com relação à distribuição de Maxwell. Caso contrário, a temperatura cinética T_k é um parâmetro representativo da energia do gás.

2.5.2 FLUXO RADIAL NO INTERIOR ESTELAR

O equilíbrio termodinâmico (ET) é uma excelente aproximação para muitas das aplicações relativas ao interior das estrelas. Entretanto, essa hipótese não é correta, uma vez que existe um fluxo radial de energia, o que está em

desacordo com a condição de ET estrito, representada pela equação (1.36). Em uma geometria plano-paralela, em que a intensidade específica depende apenas da coordenada polar θ , em uma aproximação mais realística do interior estelar o campo de radiação pode ser expandido em série de Fourier da forma

$$I(\theta) = I_0 + I_1 \cos \theta + \dots \quad (2.70)$$

onde I_0 é a componente isotrópica e I_1 é uma pequena anisotropia, responsável pelo fluxo. Vamos examinar cada uma das principais quantidades definidas para o campo de radiação com a intensidade dada por (2.70).

Aplicando a definição da intensidade média, dada pela equação (1.7), obtemos

$$J = \frac{1}{2} \int_0^\pi (I_0 + I_1 \cos \theta) \sin \theta \, d\theta = I_0 \quad (2.71)$$

ou seja, a intensidade média depende apenas da componente isotrópica do campo de radiação, como no caso do ET. Substituindo agora (2.70) na definição do fluxo (1.10)

$$F = 2\pi \int_0^\pi (I_0 + I_1 \cos \theta) \cos \theta \sin \theta \, d\theta = \frac{4\pi}{3} I_1 \quad (2.72)$$

Como podíamos imaginar, o fluxo depende apenas da componente anisotrópica I_1 . Para a densidade de energia, de (2.70) e (1.28) temos

$$U = \frac{2\pi}{c} \int_0^\pi (I_0 + I_1 \cos \theta) \sin \theta \, d\theta = \frac{4\pi}{c} I_0 \quad (2.73)$$

Finalmente, de (2.70) e (1.33), a pressão da radiação P_r pode ser escrita

$$P_r = \frac{2\pi}{c} \int_0^\pi (I_0 + I_1 \cos \theta) \cos^2 \theta \sin \theta \, d\theta = \frac{4\pi}{3c} I_0 \quad (2.74)$$

Nos dois últimos casos obtemos as mesmas expressões válidas para o ET.

2.5.3 ET, ETL, E NETL

Fora do ET, um caso especial ocorre quando a distância na qual a temperatura varia de maneira apreciável D for muito grande com relação ao caminho livre médio λ das partículas do gás, isto é, a distância média percorrida pelas

partículas antes de uma colisão é pequena com relação à distância em que a temperatura varia apreciavelmente. Isto significa que as partículas sofrerão colisões (e equipartição de energia) em um volume onde a temperatura não variou muito. Isto caracteriza o *Equilíbrio Termodinâmico Local* ETL, de modo que o problema pode ser tratado como em ET, desde que um número suficientemente grande de camadas seja considerado, nas quais a hipótese $\lambda \ll D$ seja válida.

► EXEMPLO 2.16 - ETL na fotosfera solar

Um exemplo da aproximação de ETL pode ser a fotosfera solar. Modelos para a fotosfera, como os modelos citados de Cox (2000), mostram que em uma região onde a temperatura é da ordem de $T \simeq 5800$ K, a temperatura varia cerca de $\Delta T \simeq 200$ K em uma distância $\Delta R \simeq 25$ km. Portanto, em ordem de grandeza, a escala de altura para as variações de temperatura é

$$h_T \simeq \frac{T}{|dT/dR|} \simeq \frac{5800}{200/25} \simeq 700 \text{ km} \quad (2.75)$$

Podemos considerar a fotosfera solar composta de átomos de H, com uma densidade típica $n_H \sim 10^{17} \text{ cm}^{-3}$. A seção de choque de colisões entre os átomos de H é dada aproximadamente por $\sigma_H \simeq \pi a_0^2 \simeq 10^{-16} \text{ cm}^2$, onde $a_0 \sim 10^{-8} \text{ cm}$ é o raio da primeira órbita de Bohr. Portanto, o caminho livre médio dos átomos de H é, aproximadamente

$$\lambda_H \sim \frac{1}{n_H \sigma_H} \sim \frac{1}{(10^{17})(10^{-16})} \sim 0.1 \text{ cm} \quad (2.76)$$

Vemos que $\lambda_H \ll h_T$, ou seja, a aproximação de ETL é uma aproximação razoável para este caso.

No caso mais geral, em que o equilíbrio termodinâmico local (ETL) não pode ser aplicado, temos o caso de não equilíbrio termodinâmico local, ou NETL. Neste caso, é necessário considerar todos os processos físicos importantes (ou pelo menos os mais importantes) no povoamento dos diversos níveis de energia de todos os componentes do gás, assim como todos os íons de todos os elementos relevantes. O estudo desses casos é mais complexo, e o leitor interessado pode consultar discussões mais detalhadas de alguns desses processos em Rybicki e Lightman (1979) e Maciel (2002).

► EXEMPLO 2.17 - O fluxo contínuo em estrelas AGB

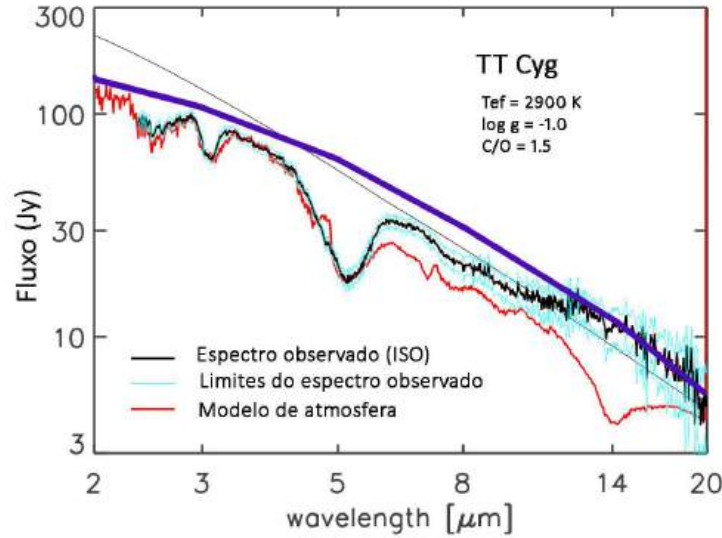


Figura 2.15 - Espectro ISO da estrela AGB TT Cyg. Curva preta espessa: espectro observado, com limites em azul claro; curva mais fina vermelha: modelo numérico; linha contínua superior preta: modelo da emissão contínua; curva grossa superior azul: ajuste de corpo negro calibrado para um fluxo de 100 Jy em 3.47 micra.

Estrelas do ramo assintótico das gigantes (*Asymptotic Giant Branch*, *AGB*) são objetos frios com temperaturas efetivas da ordem de 3000 K e composição química característica de objetos ricos em oxigênio ou em carbono. Observações obtidas com o satélite ISO (*Infrared Space Observatory*) permitem obter espectros detalhados das fotosferas destas estrelas, como mostrado na figura 2.15 para a estrela AGB rica em carbono TT Cyg (Jorgensen et al. 2000). Neste objeto, a razão de abundâncias entre carbono e oxigênio é $C/O \simeq 1.5$, o que caracteriza uma estrela carbonada. A figura mostra o espectro de TT Cyg entre 2 e 20 μm , aproximadamente. A curva preta é o espectro observado, incluindo limites em azul claro, destacando algumas linhas de absorção na faixa de 3 e 5 μm ; a curva mais fina vermelha é o melhor ajuste obtido por um modelo de atmosfera, e a linha fina superior (preta) mostra o espectro contínuo calculado pelo modelo. Para esta estrela, o melhor ajuste corresponde a uma temperatura efetiva de $T_{ef} = 2900 \text{ K}$ e gravidade $\log g = -1.0$, ou $g = 0.10 \text{ cm/s}^2$. Com este valor da temperatura podemos estimar o fluxo de corpo negro usando a equação (2.4) adotando $F_\nu = \pi B_\nu(T_{ef})$, como mostrado

pela linha azul grossa na figura. Neste caso, o fluxo foi calibrado pelo fluxo contínuo do modelo em $\lambda \simeq 3.47 \mu\text{m}$, onde $F_\nu = 100 \text{ Jy}$. Vemos que um ajuste simples, baseado na função de Planck, não se afasta muito do resultado do modelo numérico.

Vamos concluir esta discussão sobre o equilíbrio termodinâmico com alguns comentários sobre os espectros observados em fontes astrofísicas. Da relação (1.51), vemos que no caso opticamente fino $I_\nu \simeq j_\nu L$, ou seja, a radiação proveniente de uma fonte opticamente fina é basicamente determinada por seu coeficiente de emissão.

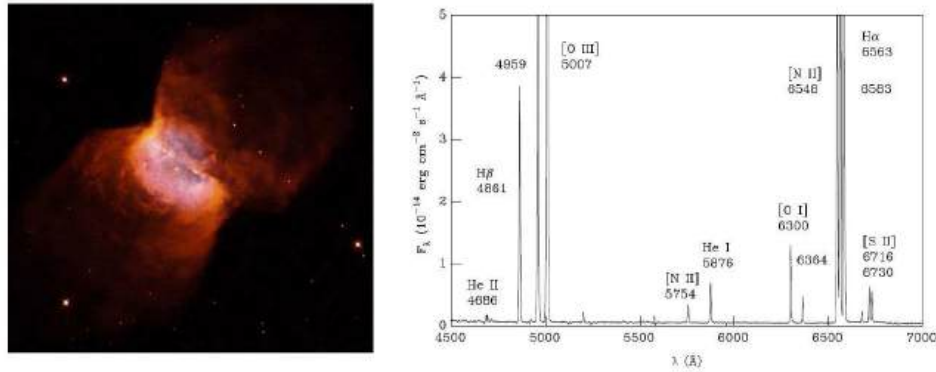


Figura 2.16 - (a) A nebulosa planetária NGC 2346 (b) Espectro óptico.

Por outro lado, o coeficiente de emissão é significativamente mais alto nas *linhas espectrais*, de modo que a emissão de um gás opticamente fino deve estar contida essencialmente nas linhas espectrais. Um exemplo deste caso ocorre com o espectro óptico das nebulosas planetárias, nuvens de gás em volta de estrelas centrais remanescentes de estrelas de massa intermediária ($0.8 M_\odot$ a $8 M_\odot$). Na figura 2.16a vemos a nebulosa NGC 2346 e o seu espectro óptico (figura 2.16b). Nesse caso, podem ser observadas diversas linhas espectrais de emissão, superpostas a um contínuo muito fraco ou mesmo inexistente.

No caso oposto, de um gás opticamente espesso, de (1.52) e (2.3) vemos que $I_\nu \simeq S_\nu = B_\nu(T)$ em ET. Portanto, um objeto opticamente espesso deve em princípio ter uma emissão contínua como a de um corpo negro, como vimos por exemplo no caso da barra de ferro (figura 2.2) e da emissão infravermelha pelos grãos interestelares (figura 2.6).

No caso das estrelas, isto também é aproximadamente correto. Na figura 2.17 temos um espectro solar como visto acima da atmosfera da Terra (curva amarela), uma curva característica de um corpo negro a uma temperatura $T = 5500\text{ K}$ (curva sólida), a radiação observada ao nível do mar (curva vermelha) e algumas bandas moleculares atmosféricas.

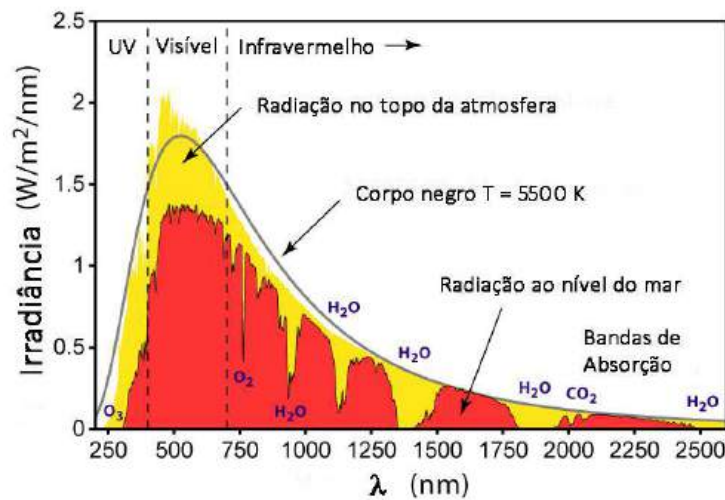


Figura 2.17 - Espectro solar acima da atmosfera da Terra, ao nível do mar e um corpo negro com temperatura de 5500 K.

Um espectro solar foi também mostrado na figura 1.5. Vemos naquela figura que, superposta à emissão contínua, estão diversas *linhas de absorção*. Isto mostra que a hipótese de equilíbrio termodinâmico não é exatamente válida. De fato, a temperatura do gás varia com a profundidade na atmosfera solar, havendo portanto um *gradiente de temperatura*, que não é admitido no ET estrito. Portanto, as linhas espectrais de absorção observadas no espectro solar decorrem da passagem da radiação contínua, vinda das camadas mais internas, pelas camadas mais externas e frias da estrela.

No caso das figuras 2.16 e 2.17 temos uma aplicação das *leis de Kirchhoff*, como pode ser ilustrado na figura 2.18. Vemos que um objeto quente e opaco, como um gás quente e denso, ou um objeto sólido e quente, emite essencialmente radiação contínua (primeira lei); um objeto quente, mas com baixa densidade emite principalmente em linhas espectrais (segunda lei), e objetos difusos e mais frios na linha de visada de objetos quentes e densos produzem linhas de absorção superpostas ao espectro contínuo (terceira lei).

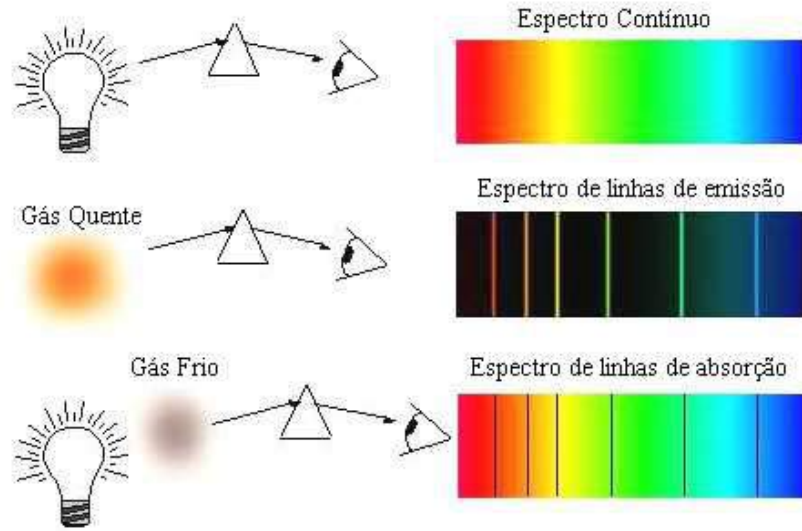


Figura 2.18 - Ilustração das leis de Kirchhoff.

EXERCÍCIOS

- 2.1 Considerando a temperatura efetiva do Sol, $T_{ef} = 5800 \text{ K}$ e o seu raio médio, $R_{\odot} = 6.96 \times 10^{10} \text{ cm}$, (a) estime a luminosidade solar, admitindo que o Sol é uma estrela esférica. (b) Compare seu resultado com a luminosidade obtida a partir do fluxo determinado no Exemplo 1.1.
- 2.2 Na figura 1.13 a curva E é identificada como uma radiação de alta energia, na faixa dos raios X. Considere a radiação com frequência $\nu = 10^{19} \text{ Hz}$. Nesta faixa, os raios X são conhecidos como raios X “duros”. Qual é a energia do quantum associado a esta radiação, em ergs e keV?
- 2.3 Mostre que a equação de Saha (2.65) pode ser colocada na forma

$$\log \left[\frac{n(X^{r+1}) n_e}{n(X^r)} \right] = 15.38 + \log \left(\frac{2 g_{r+1,1}}{g_{r,1}} \right) + 1.5 \log T - \frac{5040}{T} \Delta E_r$$

onde T está em K, ΔE_r em eV e n em cm^{-3} .

2.4 O hélio tem três estágios de ionização: neutro (He^0), uma vez ionizado (He^+) e duas vezes ionizado (He^{++}). Podemos definir as frações de cada estágio por

$$x_o = \frac{n(\text{He}^0)}{n(\text{He})} \quad x_+ = \frac{n(\text{He}^+)}{n(\text{He})} \quad x_{++} = \frac{n(\text{He}^{++})}{n(\text{He})}$$

onde $n(\text{He}) = n(\text{He}^0) + n(\text{He}^+) + n(\text{He}^{++})$. (a) Obtenha expressões para x_o , x_+ e x_{++} em função das razões $n(\text{He}^+)/n(\text{He}^0)$ e $n(\text{He}^{++})/n(\text{He}^+)$. (b) Faça um gráfico semelhante ao da figura 2.13 mostrando as variações de x_o , x_+ e x_{++} com a temperatura. Considere que a pressão eletrônica é $P_e = n_e k T = 1 \text{ din/cm}^2$. Dados: $g_o = 1$, $g_+ = 2$, $g_{++} = 1$, $\Delta E_o = 24.58 \text{ eV}$ e $\Delta E_+ = 54.41 \text{ eV}$.

2.5 Prove as relações (2.15) e (2.28).

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- CARROLL, B. W., OSTLIE, D. A. 2014, *An Introduction to Modern Astrophysics*, Pearson
- CHOUDHURI, A. R. 2010, *Astrophysics for Physicists*, CUP
- COX, A. N. 2000, *Allen's Astrophysical Quantities*, AIP
- JORGENSEN, U. G., HRON, J., LOIDI, R. 2000, *Astronomy & Astrophysics*, 356, 253
- MACIEL, W. J. 1999, *Introdução à Estrutura e Evolução Estelar*, Edusp (edição em inglês: *Introduction to Stellar Structure*, Springer 2015)
- MACIEL, W. J. 2002, *Astrofísica do Meio Interestelar*, Edusp (edição em inglês: *Astrophysics of the Interstellar Medium*, Springer 2013)
- REIF, F. 1965, *Fundamentals of Statistical and Thermal Physics*, McGraw-Hill
- RYBICKI, G. B., LIGHTMAN, A. P. 1979, *Radiative Processes in Astrophysics*, Wiley

SHU, F. H. 1982, *The Physical Universe*, University Science Books

SWIHART, T. L. 1968, *Astrophysics and Stellar Astronomy*, Wiley

ZEILIK, M., GREGORY, S. A. 1998, *Introductory Astronomy and Astrophysics*, Brooks Cole

ATMOSFERAS ESTELARES

3.1 INTRODUÇÃO

Uma das principais aplicações clássicas da equação de transporte radiativo é a análise da transferência da radiação nas atmosferas estelares. Uma vez que o fluxo radiativo de energia ocorre tanto na radiação contínua como nas linhas espectrais (ver por exemplo as figuras 1.5, 2.15, e 2.17), uma análise completa do transporte da radiação deve incluir ambas. Entretanto, para tornar o problema mais simples, vamos neste capítulo considerar apenas a radiação contínua, deixando as linhas espectrais para o capítulo 4. Algumas referências sobre o material deste capítulo incluem Choudhuri (2010), Swihart (1968), Zeilik e Gregory (1998), Carroll e Ostlie (2014) e Shu (1982).

3.2 ATMOSFERA PLANO-PARALELA

As estrelas são basicamente esféricas, como é o caso do Sol (figura 1.1). Portanto, as coordenadas esféricas (r, θ, ϕ) (ver figura 1.3) seriam as coordenadas ideais para descrever suas principais propriedades. Entretanto, em muitos problemas podemos desprezar a curvatura da atmosfera considerando que sua espessura é pequena com relação ao raio da estrela. Esta aproximação é válida para a maior parte das estrelas, sendo as principais exceções as gigantes e supergigantes vermelhas, onde as atmosferas extensas podem alcançar

valores da ordem ou superiores ao raio estelar. Na hipótese plano-paralela (figura 3.1), podemos considerar o eixo z na direção vertical perpendicular à superfície da estrela, de modo que um feixe de radiação propagando-se em uma direção caracterizada pelo elemento ds faz um ângulo θ com relação à vertical. Nesse caso, todas as variáveis termodinâmicas de interesse, como a temperatura T , densidade ρ , etc., dependem apenas da altura z , isto é, temos $T = T(z)$, $\rho = \rho(z)$, etc. Pela geometria da figura, temos

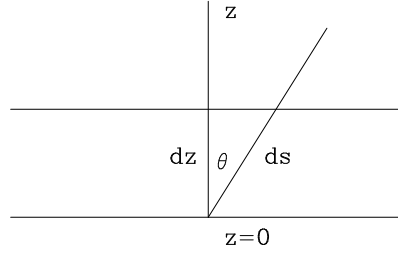


Figura 3.1 - Geometria plano-paralela.

$$dz = ds \cos \theta = \mu ds \quad (3.1)$$

onde introduzimos a variável $\mu = \cos \theta$, da mesma forma que na solução da equação de transporte para o campo de radiação interestelar que vimos na seção 1.5. Neste caso, a intensidade específica monocromática da radiação na direção θ e na altura z pode ser escrita na forma $I_\nu(z, \theta)$ ou $I_\lambda(z, \theta)$. A equação de transporte (1.40)

$$\frac{dI_\nu}{ds} = j_\nu - k_\nu I_\nu \quad (3.2)$$

pode ser escrita, neste caso

$$\mu \frac{\partial I_\nu(z, \mu)}{\partial z} = j_\nu - k_\nu I_\nu \quad (3.3)$$

Vamos definir a profundidade óptica por

$$d\tau_\nu = -k_\nu dz \quad (3.4)$$

em analogia à equação (1.41). Neste caso, τ_ν aumenta *para dentro* da estrela, em contraste com a coordenada z , que aumenta *para fora* da superfície da estrela. Reescrevendo (3.3) em termos da profundidade óptica, temos

$$\mu \frac{\partial I_\nu(\tau_\nu, \mu)}{\partial \tau_\nu} = I_\nu - \frac{j_\nu}{k_\nu} = I_\nu - S_\nu \quad (3.5)$$

onde $S_\nu = j_\nu/k_\nu$ é novamente a função fonte. Vamos usar o mesmo procedimento da seção 1.4 e adotar a hipótese de ETL, isto é, vamos considerar $S_\nu = B_\nu(T)$, onde $T = T(\tau_\nu)$, de modo que podemos escrever $B_\nu[T(\tau_\nu)]$ ou simplesmente $B_\nu(\tau_\nu)$. Neste caso, a função fonte pode ser expandida em série de Taylor obtendo

$$S_\nu(t_\nu) \simeq B_\nu(\tau_\nu) + (t_\nu - \tau_\nu) \frac{dB_\nu}{d\tau_\nu} + \dots \quad (3.6)$$

de modo que

$$I_\nu(\tau_\nu, \mu) \simeq B_\nu(\tau_\nu) + \mu \frac{dB_\nu}{d\tau_\nu} \quad (3.7)$$

Note a semelhança entre (3.7) e a equação (2.70), em que o primeiro termo do segundo membro é o termo isotrópico, enquanto que o segundo termo contém a anisotropia. Neste termo está implícito um gradiente de temperatura $dT/d\tau_\nu$, de modo que $dB_\nu(\tau_\nu)/d\tau_\nu \neq 0$. Vamos a seguir estimar o termo anisotrópico $dB_\nu/d\tau_\nu$. Das relações (1.28), (1.9) e (1.31) envolvendo a densidade de energia, o fluxo e a pressão da radiação, obtemos

$$\begin{aligned} U_\nu &= \frac{1}{c} \int I_\nu d\omega = \frac{1}{c} \int_0^{2\pi} d\phi \int_0^\pi I_\nu \sin\theta d\theta \\ &= \frac{2\pi}{c} \int_0^\pi I_\nu \sin\theta d\theta = \frac{2\pi}{c} \int_{+1}^{-1} I_\nu (-d\mu) \\ U_\nu &= \frac{2\pi}{c} \int_{-1}^{+1} I_\nu d\mu \end{aligned} \quad (3.8)$$

$$\begin{aligned} F_\nu &= \int I_\nu \cos\theta d\omega = \int_0^{2\pi} d\phi \int_0^\pi I_\nu \cos\theta \sin\theta d\theta \\ &= 2\pi \int_0^\pi I_\nu \cos\theta \sin\theta d\theta = 2\pi \int_{+1}^{-1} I_\nu \mu (-d\mu) \\ F_\nu &= 2\pi \int_{-1}^{+1} I_\nu \mu d\mu \end{aligned} \quad (3.9)$$

$$\begin{aligned}
P_\nu &= \frac{1}{c} \int I_\nu \cos^2 \theta d\omega = \frac{1}{c} \int_0^{2\pi} d\phi \int_0^\pi I_\nu \cos^2 \theta \sin\theta d\theta \\
&= \frac{2\pi}{c} \int_0^\pi I_\nu \cos^2 \theta \sin\theta d\theta = \frac{2\pi}{c} \int_{+1}^{-1} I_\nu \mu^2 (-d\mu) \\
P_\nu &= \frac{2\pi}{c} \int_{-1}^{+1} I_\nu \mu^2 d\mu
\end{aligned} \tag{3.10}$$

onde usamos a notação P_ν para a pressão da radiação. Substituindo (3.7) nas relações (3.8)-(3.10), temos

$$\begin{aligned}
U_\nu &= \frac{2\pi}{c} \int_{-1}^{+1} \left[B_\nu(\tau_\nu) + \mu \frac{dB_\nu}{d\tau_\nu} \right] d\mu = \frac{2\pi}{c} \left[B_\nu(\tau_\nu) \times 2 + \frac{dB_\nu}{d\tau_\nu} \times 0 \right] \\
U_\nu &= \frac{4\pi}{c} B_\nu(\tau_\nu)
\end{aligned} \tag{3.11}$$

$$\begin{aligned}
F_\nu &= 2\pi \int_{-1}^{+1} \left[B_\nu(\tau_\nu) + \mu \frac{dB_\nu}{d\tau_\nu} \right] \mu d\mu = 2\pi \left[B_\nu(\tau_\nu) \times 0 + \frac{dB_\nu}{d\tau_\nu} \times (2/3) \right] \\
F_\nu &= \frac{4\pi}{3} \frac{dB_\nu}{d\tau_\nu}
\end{aligned} \tag{3.12}$$

$$\begin{aligned}
P_\nu &= \frac{2\pi}{c} \int_{-1}^{+1} \left[B_\nu(\tau_\nu) + \mu \frac{dB_\nu}{d\tau_\nu} \right] \mu^2 d\mu = \frac{2\pi}{c} \left[B_\nu(\tau_\nu) \times (2/3) + \frac{dB_\nu}{d\tau_\nu} \times 0 \right] \\
P_\nu &= \frac{4\pi}{3c} B_\nu(\tau_\nu)
\end{aligned} \tag{3.13}$$

De (1.30) as relações (3.8) e (3.11) permitem obter expressões semelhantes para a intensidade média J . Como era de se esperar, somente o fluxo F_ν depende do termo anisotrópico (ver a equação 2.72). Usando (3.11) e (3.12), podemos estimar a razão entre os termos anisotrópico e isotrópico em (3.7),

$$\frac{dB_\nu/d\tau_\nu}{B_\nu(\tau_\nu)} \simeq \frac{3F_\nu}{4\pi} \frac{4\pi}{cU_\nu} = \frac{3F_\nu}{cU_\nu} \simeq \frac{3F}{cU} \tag{3.14}$$

onde F e U são as quantidades integradas em todas as frequências. De (2.24) sabemos que em ET $U = a T^4$, e para uma estrela com temperatura efetiva T_{ef} temos $F = \sigma T_{ef}^4 = (a c/4) T_{ef}^4$ (ver a equação 2.23), de modo que

$$\frac{dB_\nu/d\tau_\nu}{B_\nu(\tau_\nu)} \simeq \frac{3}{4} \left(\frac{T_{ef}}{T} \right)^4 \quad (3.15)$$

Vimos que a temperatura efetiva é uma temperatura representativa das condições na atmosfera estelar e, portanto, para as regiões onde $T_{ef} \simeq T$ o termo anisotrópico é da mesma ordem de grandeza do termo isotrópico. À medida que regiões mais internas da atmosfera são consideradas, a temperatura local aumenta e a razão T_{ef}/T diminui, de modo que nessas regiões a radiação é quase totalmente isotrópica.

► EXEMPLO 3.1 - Alguns exemplos de atmosferas plano-paralelas

O Sol tem um raio fotosférico dado por $R_\odot = 6.96 \times 10^{10} \text{ cm} \simeq 700000 \text{ km}$, e as dimensões de sua fotosfera podem ser determinadas a partir de modelos teóricos precisos, sendo da ordem de $\Delta R \simeq 500 \text{ km}$. Portanto, $\Delta R \ll R_\odot$ e $\Delta R/R_\odot \simeq 500/700000 \simeq 7 \times 10^{-4}$, ou seja, a fotosfera solar corresponde a cerca de 0.07% do raio solar. Assim, a hipótese de uma atmosfera plano-paralela é válida. Naturalmente, se considerarmos a coroa solar, que se estende até vários raios solares, essa hipótese não é mais uma boa aproximação. Em estrelas gigantes e supergigantes vermelhas, como Betelgeuse (α Ori, ver a figura 1.4), o raio estelar é variável, uma vez que a estrela é pulsante, sendo tipicamente da ordem de $900 R_\odot$, ou seja, cerca de 600 milhões de km. Sua atmosfera é extensa, alcançando uma fração considerável de seu raio, e além disso objetos como esse têm envelopes extensos, alcançando vários raios estelares. Portanto, nesses casos a hipótese de atmosfera plano-paralela não é adequada. A Terra tem um raio de 6400 km, e a maior parte dos gases atmosféricos está contida dentro de uma altura $\Delta R \simeq 100 \text{ km}$, de modo que $\Delta R/R \simeq 100/6400 \simeq 0.016$, ou seja, 1.6% do raio, e a hipótese plano-paralela é também razoável neste caso.

► EXEMPLO 3.2 - Caminho livre médio de átomos de H

No Exemplo 2.16 adotamos uma escala de altura para variações de temperatura na fotosfera solar de $h_T \sim 700 \text{ km}$. Em uma região mais interna da

fotosfera, onde a densidade é da ordem de $n_H \sim 10^{17} \text{ cm}^{-3}$ vimos que o caminho livre médio para os átomos de H é $\lambda_H \sim 0.1 \text{ cm}$, ou seja, $\lambda_H \ll h_T$. Nas regiões mais externas da fotosfera, onde a profundidade óptica é muito pequena, a densidade é também mais baixa, $n_H \sim 10^{14} \text{ cm}^{-3}$. Neste caso, o caminho livre médio para os átomos de H é

$$\lambda_H \simeq \frac{1}{n_H \sigma_H} \simeq \frac{1}{(10^{14})(10^{-16})} \simeq 10^2 \text{ cm}$$

ou seja, $\lambda_H \ll h_T$. Como a temperatura varia ainda mais lentamente nesta região, esta relação permanece válida e o ETL é uma aproximação razoável.

► EXEMPLO 3.3 - Fotosfera solar

Vamos considerar novamente a fotosfera solar, de acordo com o modelo descrito por Cox (2000, página 349), relacionado na tabela 3.1. Nesse caso temos, para cada valor da profundidade óptica τ_λ em $\lambda = 5000 \text{ \AA}$ os valores da temperatura T (figura 3.2a), de modo que podemos obter $B_\lambda(T)$ e portanto estimar a variação $dB_\lambda/d\tau_\lambda$ (ou $dB_\nu/d\tau_\nu$), obtendo finalmente a razão entre os termos anisotrópico e isotrópico. Para comparação, podemos também estimar esta razão por (3.19) com $T_{ef} = 5800 \text{ K}$, como mostrado na figura 3.2b.

Em resumo, para determinar a intensidade $I_\nu(\tau, \mu)$ da radiação na fotosfera por (3.7) precisamos conhecer a variação da temperatura T com a profundidade óptica τ_ν , ou seja, a relação $T(\tau_\nu)$, de modo a poder calcular $B_\nu(\tau_\nu)$ e o termo anisotrópico $dB_\nu/d\tau_\nu$.

► EXEMPLO 3.4 - Heliosismologia

A maior parte das informações que obtemos sobre a física solar vem de suas camadas mais externas: fotosfera, cromosfera, região de transição e coroa, especialmente a primeira, de onde se origina a maior parte dos fótons observados no espectro visível. De fato, é muito difícil obter informações sobre as camadas abaixo da fotosfera, havendo atualmente duas fontes principais: os neutrinos, que são produzidos nas reações nucleares no interior do Sol, e os resultados recentes da *heliosismologia*. Medidas do efeito Doppler em linhas espectrais mostram que a superfície do Sol tem oscilações, como indicado na figura 3.3.

τ	$T(K)$
2.39E-04	4400
4.29E-04	4410
8.51E-04	4460
1.98E-03	4560
4.53E-03	4660
1.01E-02	4770
2.20E-02	4880
4.73E-02	4990
6.87E-02	5060
9.92E-02	5150
1.42E-01	5270
2.02E-01	5410
2.87E-01	5580
4.13E-01	5790
5.22E-01	5980
6.75E-01	6180
8.14E-01	6340
1.00E+00	6520
1.25E+00	6720
1.61E+00	6980
2.14E+00	7280
2.95E+00	7590
4.13E+00	7900
5.86E+00	8220
8.36E+00	8540
1.20E+01	8860
1.70E+01	9140
2.36E+01	9400

Tabela 3.1 - Modelo da fotosfera solar.

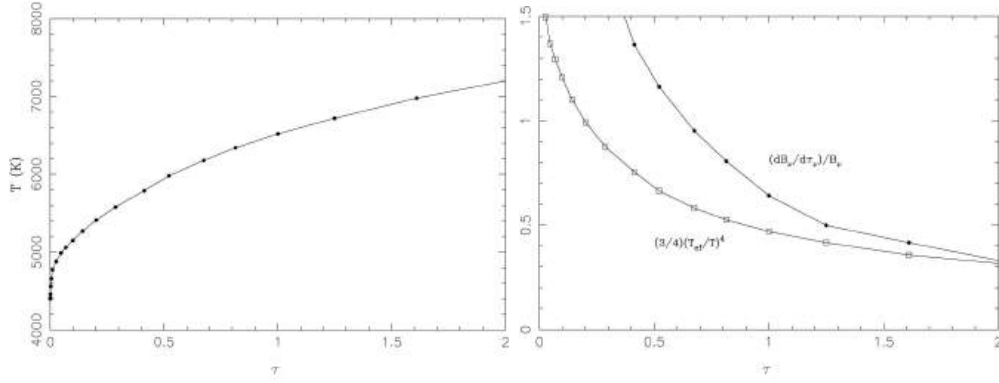


Figura 3.2 - Modelo da fotosfera solar (Cox 2000). (a) Variação da temperatura com a profundidade óptica, (b) Razão entre os termos anisotrópico e isotrópico.

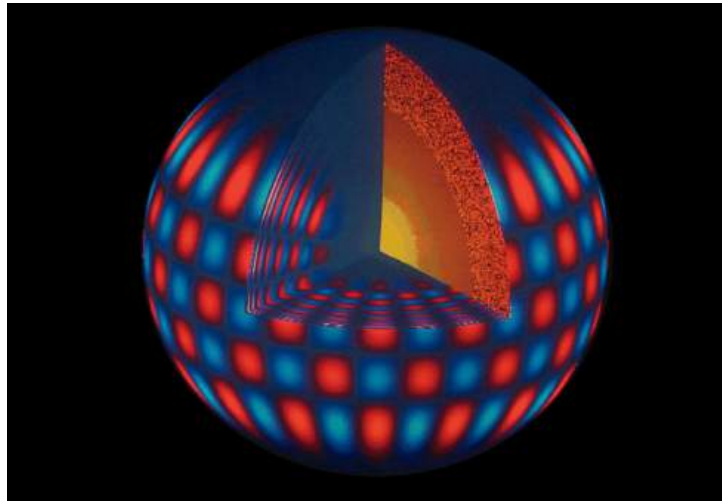


Figura 3.3 - Representação dos modos de vibração observados no Sol. As partes vermelhas indicam os gás que se move para dentro do Sol, e as partes azuis mostram o gás que está “subindo”.

Nesta figura, as partes vermelhas indicam os gás que se move para dentro do Sol, enquanto que as partes azuis mostram o gás que está “subindo”. Essas oscilações são complexas, geralmente compostas por diferentes *modos de vibração* e resultam de ondas de pressão internas que são refletidas pela fotosfera. Algumas dessas ondas conseguem penetrar no interior solar, de modo que sua análise permite determinar as condições físicas dessas regiões,

que são de difícil acesso a partir de observações da radiação fotosférica. Esses resultados podem ser comparados com as previsões de modelos teóricos do Sol, os quais são assim aperfeiçoados. A heliosismologia é um caso especial da Astrosismologia, e uma introdução aos principais aspectos teóricos e observacionais das oscilações ao longo do diagrama HR pode ser encontrada em Aerts et al. (2010).

► **EXEMPLO 3.5 - Equação de transporte em coordenadas esféricas**

A solução da equação de transporte radiativo na forma (1.48) é adequada para obter a intensidade específica em função da profundidade óptica ao longo de uma linha de visada. Em alguns casos a equação (1.48) pode ser diretamente aplicada, em particular no caso do meio interestelar, como vimos na seção 1.5. Para atmosferas estelares costumamos definir a profundidade óptica ao longo do raio da estrela, e não ao longo da linha de visada. Vimos que a geometria plano-paralela é adequada no caso da fotosfera solar, e em outros casos em que a espessura da fotosfera é pequena em relação ao raio da estrela.

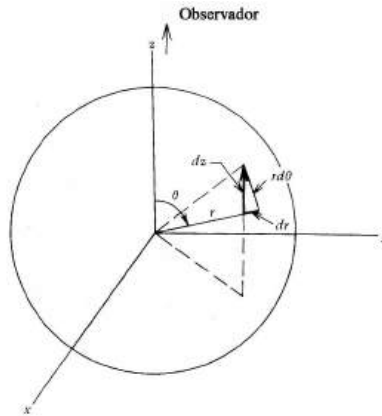


Figura 3.4 - Coordenadas esféricas.

No caso de estrelas esféricas, devemos usar coordenadas esféricas, como visto na figura 1.3 ou na figura 3.4 (ver por exemplo Gray 2008). Podemos escolher o eixo z na direção do observador, de modo que a equação de transporte radiativo na forma (1.40) pode ser escrita

$$\frac{dI_\nu}{dz} = -k_\nu I_\nu + k_\nu S_\nu \quad (3.16)$$

Na maior parte dos casos, podemos admitir uma simetria azimutal, isto é, a intensidade I_ν não depende do ângulo ϕ , podendo ser escrita na forma $I_\nu(r, \theta)$, de modo que

$$\frac{dI_\nu}{dz} = \frac{\partial I_\nu}{\partial r} \frac{dr}{dz} + \frac{\partial I_\nu}{\partial \theta} \frac{d\theta}{dz} \quad (3.17)$$

da figura 3.4 temos $dr = \cos \theta dz$ e $r d\theta = -\sin \theta dz$, e a equação de transporte (3.16) fica

$$\frac{\partial I_\nu}{\partial r} \cos \theta - \frac{\partial I_\nu}{\partial \theta} \frac{\sin \theta}{r} = -k_\nu I_\nu + k_\nu S_\nu \quad (3.18)$$

Esta é a forma da equação de transporte que deve ser usada nos interiores estelares e no caso de atmosferas extensas, como nas estrelas supergigantes. Naturalmente, a partir de (3.18) podemos reobter a equação de transporte para o caso plano-paralelo. Admitindo que θ não depende de z , ou seja, $d\theta/dz = 0$ em (3.17), a equação (3.18) fica

$$\mu \frac{\partial I_\nu}{\partial r} = -k_\nu I_\nu + k_\nu S_\nu \quad (3.19)$$

usando a definição $\tau_\nu = -k_\nu dr$, reobtemos a equação (3.5).

3.3 ATMOSFERA CINZA

Para a solução geral da equação de transporte radiativo em uma atmosfera estelar, é necessário conhecer os coeficientes de emissão j_ν e absorção k_ν para todas as frequências relevantes. Uma simplificação considerável consiste em admitir que esses coeficientes são independentes da frequência, isto é, só precisamos considerar as eventuais variações de j_ν e k_ν com a temperatura, ou com a profundidade óptica. Este caso é conhecido como *atmosfera cinza*.

Existem diversas derivações da atmosfera cinza na literatura, como por exemplo em Swihart (1968, 1981), Mihalas (1978), Choudhuri (2010). Da definição da profundidade óptica (3.4) temos $\tau_\nu = \tau$, sendo a mesma para todas as frequências. De (3.5) temos, no caso plano-paralelo

$$\mu \frac{\partial I(\tau, \mu)}{\partial \tau} = I - S \quad (3.20)$$

onde usamos as quantidades integradas $I = \int I_\nu d\nu$ e $S = \int S_\nu d\nu$. Analogamente às equações (3.8)-(3.10) podemos escrever expressões para U , F , e P_r

em termos de μ . Da relação (1.30) entre J e U podemos também obter uma relação equivalente para J . Com as relações obtidas para F , U , e J , multiplicando (3.20) por $1/2$ e integrando em μ obtemos

$$\frac{1}{4\pi} \frac{dF}{d\tau} = J - S \quad (3.21)$$

se não houver fontes ou sumidouros de energia na atmosfera plano-paralela, o fluxo nas camadas externas é constante, ou seja, $dF/d\tau = 0$ e obtemos

$$J = S \quad (3.22)$$

Esta condição é conhecida como condição de *equilíbrio radiativo*. Usando (3.20), (3.22) e a relação para J obtemos então

$$\mu \frac{\partial I(\tau, \mu)}{\partial \tau} = I - \frac{1}{2} \int_1^{+1} I d\mu \quad (3.23)$$

Esta equação pode ser resolvida de maneira exata para obter $I(\tau, \mu)$ (ver por exemplo Mihalas 1978, p. 64). Vamos aqui considerar uma aproximação mais simples, aplicando a condição de equilíbrio radiativo ($F = \text{constante}$). Vimos na seção 3.2 que, nas camadas mais profundas da atmosfera, o campo de radiação é aproximadamente isotrópico, o que é mostrado por exemplo pela figura 3.2b. Neste caso, a relação

$$P_r = \frac{1}{3} U \quad (3.24)$$

é válida (cf. seção 2.2, eq. 2.25). Vamos então admitir adicionalmente que esta relação é válida *mesmo nas camadas mais superficiais da atmosfera*, que é uma aproximação conhecida como *Aproximação de Eddington*. Neste caso podemos mostrar que a intensidade emergente em $\tau = 0$ é

$$I(0, \mu) = \frac{3F}{4\pi} \left(\mu + \frac{2}{3} \right) \quad (3.25)$$

(para detalhes ver Choudhuri 2010, cap. 2). Analogamente, para a função fonte temos

$$S = \frac{3F}{4\pi} \left(\tau + \frac{2}{3} \right) \quad (3.26)$$

e para a densidade de energia

$$U = \frac{3F}{c} \left(\tau + \frac{2}{3} \right) \quad (3.27)$$

Finalmente, lembrando a lei de Stefan-Boltzmann (2.24) e usando (2.26), ou seja, tomando $F = \sigma T_{ef}^4$, obtemos uma relação $T(\tau)$

$$T^4 = \frac{3}{4} T_{ef}^4 \left(\tau + \frac{2}{3} \right) \quad (3.28)$$

Esta equação fornece a relação entre a temperatura de cada camada e a profundidade óptica no caso da atmosfera cinza com a aproximação de Eddington. A figura 3.5 mostra a variação da temperatura com a profundidade óptica no caso cinza usando a aproximação de Eddington (linha tracejada) e a solução exata (linha cheia). Os maiores desvios ocorrem nas proximidades da superfície da estrela, onde $\tau \simeq 0$, diminuindo para os valores mais altos da profundidade óptica. A maior contribuição ao fluxo vem da região onde $\tau \simeq 1$, onde a aproximação de Eddington é essencialmente correta.

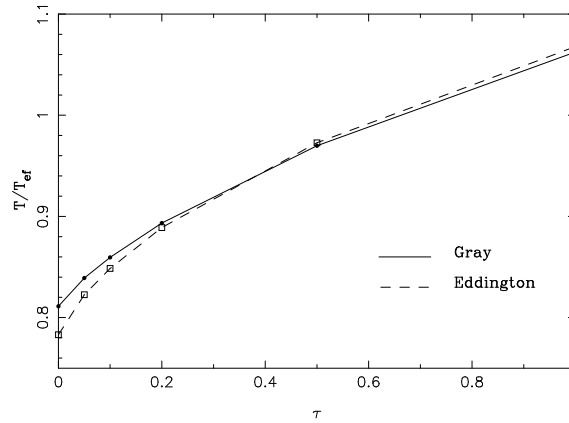


Figura 3.5 - Relação temperatura-profundidade óptica no caso cinza.

► **EXEMPLO 3.6 - A relação $T(\tau)$ nas atmosferas estelares**

Podemos comparar a relação $T(\tau)$ dada por (3.28) com valores mais precisos, obtidos a partir de modelos numéricos para atmosferas estelares. Vamos considerar uma estrela A0 V típica, com temperatura efetiva $T_{ef} = 10000$ K e gravidade $\log g = 4$, ou seja, $g = 10^4$ cm/s². Na figura 3.6 os pontos pretos ligados mostram resultados de modelos numéricos de Cox (2000, p. 395,

ver também Kurucz 1979), enquanto que a curva contínua representa valores dados pela equação (3.28). No intervalo considerado, aproximadamente $0.001 < \tau < 10$, a diferença entre os resultados é inferior a 10%.

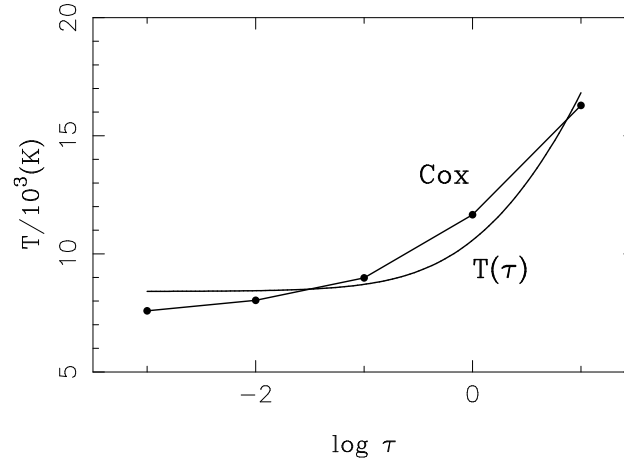


Figura 3.6 - Modelos para uma estrela com temperatura efetiva de 10000 K (pontos pretos) e valores de (3.28) (curva contínua).

► EXEMPLO 3.7 - Escurecimento do limbo

A solução da atmosfera cinza com a aproximação de Eddington permite obter um resultado interessante que é a determinação do *escurecimento do limbo*. Em imagens do Sol (figura 3.7a) podemos observar que as bordas da imagem (“o limbo”) são menos brilhantes (ou mais escuras) que a região central. Isto ocorre porque na direção do centro do Sol o feixe de radiação atravessa camadas mais profundas, portanto mais quentes, enquanto que nas bordas da imagem o feixe atravessa uma região mais próxima da superfície, portanto mais fria (figura 3.7b).

Usando (3.25) e comparando esta intensidade com a intensidade em $\tau = 0$ e $\mu = 1$ ($\theta = 0$) temos

$$I(0, 1) = \frac{3F}{4\pi} \left(1 + \frac{2}{3} \right) = \frac{5F}{4\pi} \quad (3.29)$$

portanto

$$\frac{I(0, \mu)}{I(0, 1)} = \frac{3}{5} \left(\mu + \frac{2}{3} \right) \quad (3.30)$$

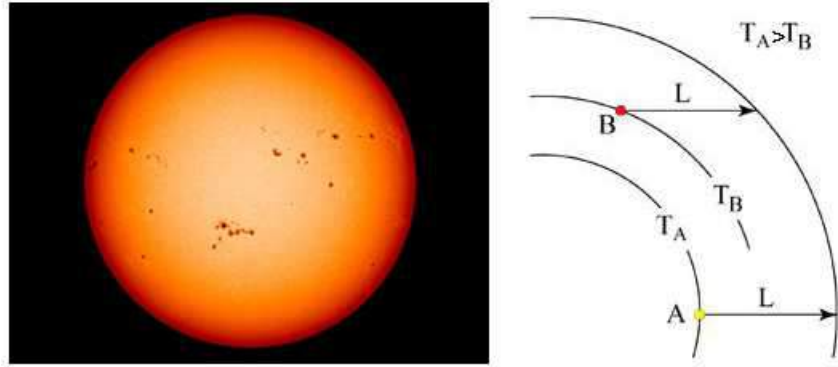


Figura 3.7 - Escurecimento do limbo do Sol.

ou seja, a intensidade é menor vinda de direções tais que $1 \geq \mu \geq 0$ comparado com a radiação emergente perpendicular à superfície. A equação (3.30) fornece a variação da intensidade no disco do Sol à medida que consideramos direções variando do centro para as bordas. É fácil ver que para $\mu \simeq 0$ ($\theta \simeq \pi/2$) temos $I(0,0)/I(0,1) \simeq 2/5$, correspondendo a 40%.

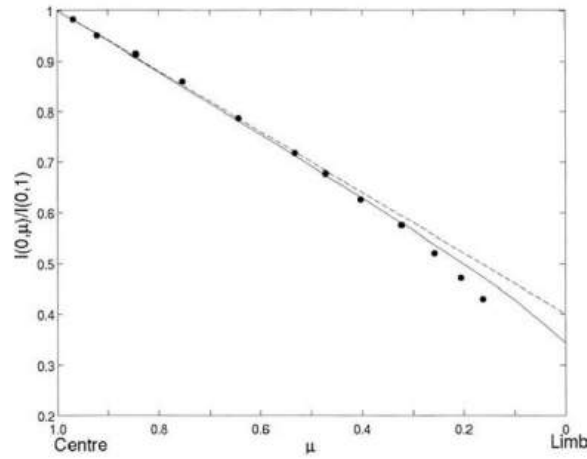


Figura 3.8 - Escurecimento do limbo do Sol.

A figura 3.8 mostra esta variação, onde os pontos são dados observacionais para $\lambda = 5485 \text{ \AA}$, a linha tracejada é a relação obtida com a aproximação de Eddington e a linha cheia é a relação obtida com a solução exata.

3.4 FLUXO EMERGENTE EM UMA ATMOSFERA CINZA

Vamos a seguir determinar o fluxo emergente de radiação sob a hipótese de atmosfera cinza. Neste caso cinza temos $\tau_\nu = \tau$ e $S_\nu(t_\nu) = B_\nu[T(t)] = B_\nu(t)$. Considerando a expressão (3.9) para o fluxo monocromático podemos obter uma expressão relativamente simples para o fluxo dada por

$$F_\nu(\tau) = 2\pi \left[\int_\tau^\infty B_\nu(t) E_2(t - \tau) dt - \int_0^\tau B_\nu(t) E_2(\tau - t) dt \right] \quad (3.31)$$

(para detalhes ver Mihalas 1978, cap. 3). Nesta expressão usamos uma classe especial de integrais, chamadas *integrais exponenciais*, (ver por exemplo Mihalas (1978) e Chandrasekhar (1960), definidas por

$$E_n(x) = \int_1^\infty t^{-n} e^{-xt} dt \quad (3.32)$$

Na expressão (3.31) a temperatura aparece na função de Planck, na forma $h\nu/kT$, sendo portanto útil definir o parâmetro α tal que

$$\alpha = \frac{h\nu}{kT_{ef}} \quad (3.33)$$

além disto, da relação $T(\tau)$ (3.28) temos

$$\frac{T(\tau)}{T_{ef}} = \left[\frac{3}{4} \left(\tau + \frac{2}{3} \right) \right]^{1/4} \quad (3.34)$$

introduzindo também a variável $p(\tau)$

$$p(\tau) = \frac{T_{ef}}{T} = \left[\frac{4}{3} \frac{1}{\tau + 2/3} \right]^{1/4} \quad (3.35)$$

e usando o fato de que $F = \sigma T_{ef}^4$ obtemos a relação

$$\frac{F_\alpha(\tau)}{F} = \left(\frac{4\pi k^4}{h^3 c^2 \sigma} \right) \alpha^3 \left[\int_\tau^\infty \frac{E_2(t - \tau) dt}{e^{\alpha p(t)} - 1} - \int_0^\tau \frac{E_2(\tau - t) dt}{e^{\alpha p(t)} - 1} \right] \quad (3.36)$$

O termo entre colchetes depende apenas de α e τ , e pode ser calculado de forma independente (ver por exemplo Chandrasekhar 1945, 1960). A figura 3.9 mostra a razão $F_\alpha(\tau)/F$ em função do parâmetro α (ou da frequência) para

diversos valores da profundidade óptica τ (cf. Mihalas 1978). Podemos notar que a curva é semelhante à de um corpo negro, e o pico desloca-se para frequências mais altas para valores maiores da profundidade óptica, pois a temperatura do gás aumenta com τ , de acordo com (3.28).

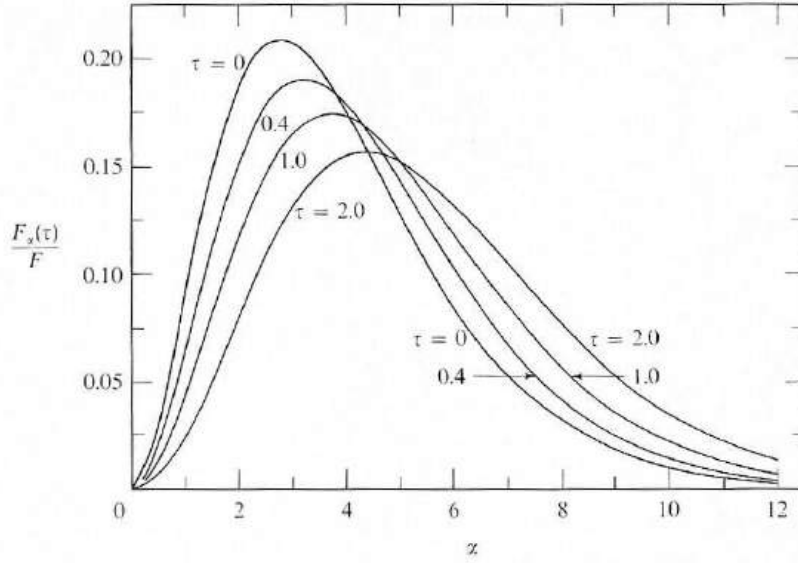


Figura 3.9 - Fluxo de radiação em uma atmosfera cinza.

► **EXEMPLO 3.8 - O fluxo contínuo em atmosferas estelares**

Vamos estimar a razão F_α/F para a atmosfera de uma estrela com $T_{ef} = 10000$ K e $\log g = 4$ ($g = 10^4$ cm/s²) de acordo com o modelo dado por Cox (2000, p. 395, ver também Kurucz 1979), dado na tabela 3.2. Para comprimentos de onda no intervalo $500 < \lambda(\text{\AA}) < 200000$ (coluna 1), o modelo lista valores do fluxo emergente F_λ dado em erg cm⁻² s⁻¹ Å⁻¹ (colunas 2 e 3). Podemos então obter o parâmetro α pela equação (3.33) (coluna 4), e o fluxo F_α pode ser obtido pela relação $F_\alpha d\alpha = F_\lambda d\lambda$, de modo que

$$F_\alpha = \frac{k T_{ef}}{h c} \lambda^2 F_\lambda \quad (3.37)$$

dado na coluna 5 da tabela 3.2 em erg cm⁻² s⁻¹. O fluxo total pode ser estimado por

$$F = \sigma T_{ef}^4 = 5.67 \times 10^{11} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \quad (3.38)$$

de modo que a razão F_α/F pode ser obtida (coluna 6). O resultado está mostrado na figura 3.10, que pode ser comparada com a figura 3.9. Podemos notar que as curvas são semelhantes, embora o modelo apresente uma queda mais pronunciada para as frequências mais altas, e o pico da emissão esteja também deslocado para frequências mais altas.

λ (Å)	$\log F_\lambda$	F_λ	α	F_α	F_α/F
506	-6.26	5.50×10^{-7}	28.48	9.76×10^{-6}	0.000
890	1.11	1.29×10^1	16.19	$7.08 \times 10^{+2}$	0.000
920	3.73	5.37×10^3	15.67	$3.15 \times 10^{+5}$	0.000
1482	8.28	1.91×10^8	9.73	2.90×10^{10}	0.051
2012	8.12	1.32×10^8	7.16	3.70×10^{10}	0.065
2506	7.98	9.55×10^7	5.75	4.16×10^{10}	0.073
3012	7.89	7.76×10^7	4.79	4.89×10^{10}	0.086
3636	7.79	6.17×10^7	3.96	5.66×10^{10}	0.100
3661	8.33	2.14×10^8	3.94	1.99×10^{11}	0.351
4012	8.21	1.62×10^8	3.59	1.81×10^{11}	0.319
4512	8.06	1.15×10^8	3.19	1.62×10^{11}	0.286
5025	7.92	8.32×10^7	2.87	1.46×10^{11}	0.257
5525	7.79	6.17×10^7	2.61	1.31×10^{11}	0.230
6025	7.68	4.79×10^7	2.39	1.21×10^{11}	0.213
7075	7.46	2.88×10^7	2.04	1.00×10^{11}	0.177
8152	7.26	1.82×10^7	1.77	8.39×10^{10}	0.148
8252	7.33	2.14×10^7	1.75	1.01×10^{11}	0.178
10050	7.03	1.07×10^7	1.43	7.51×10^{10}	0.132
14594	6.47	2.95×10^6	0.99	4.36×10^{10}	0.077
27000	5.48	3.02×10^5	0.53	1.53×10^{10}	0.027
50000	4.45	2.82×10^4	0.29	$4.89 \times 10^{+9}$	0.009
100000	3.27	1.86×10^3	0.14	$1.29 \times 10^{+9}$	0.002
200000	2.07	1.17×10^2	0.07	$3.26 \times 10^{+8}$	0.001

Tabela 3.2 - Fluxo emergente em uma estrela com temperatura efetiva 10000 K.

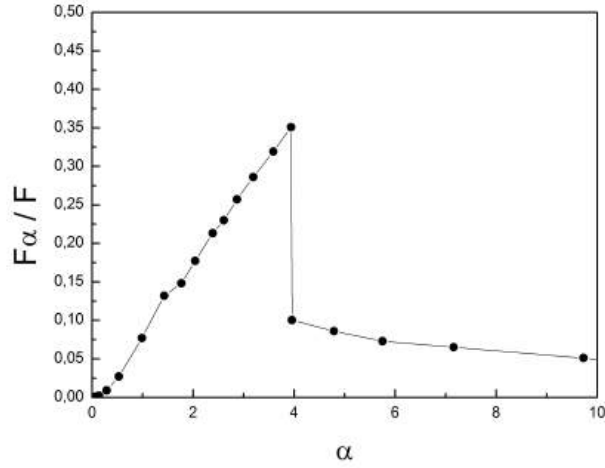


Figura 3.10 - Razão entre o fluxo emergente na frequência dada pelo parâmetro alfa com relação ao fluxo total, em função de alfa, para uma estrela com temperatura efetiva de 10000 K.

► EXEMPLO 3.9 - Fluxo em um intervalo de comprimentos de onda

Considerando ainda o modelo do exemplo anterior, vamos estimar a fração do fluxo total emitida entre os comprimentos de onda $\lambda_1 = 3636 \text{ \AA}$ e $\lambda_2 = 5025 \text{ \AA}$. Neste caso, podemos estimar os fluxos F_1 entre 3636 e 3661 $\text{\AA}$, F_2 entre 3661 e 4012 $\text{\AA}$, F_3 entre 4012 e 4512 $\text{\AA}$, F_4 entre 4512 e 5025 $\text{\AA}$ usando uma integração simples, como mostrado na figura 3.11. Obtemos

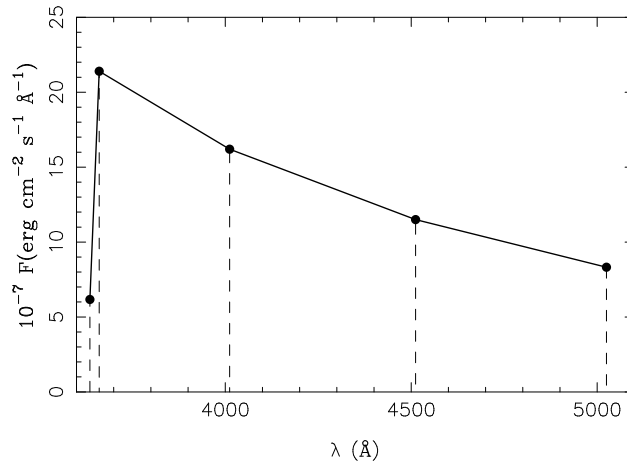


Figura 3.11 - Fluxo integrado entre dois comprimentos de onda.

$$F1 \simeq 3.45 \times 10^9 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}, \quad F2 \simeq 6.60 \times 10^{10} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$$

$$F3 \simeq 6.93 \times 10^{10} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}, \quad F4 \simeq 5.08 \times 10^{10} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$$

$$F(3636 - 5025) \simeq F1 + F2 + F3 + F4 \simeq 1.90 \times 10^{11} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$$

e a fração é de 33.5%

$$f \simeq \frac{F(3636 - 5025)}{F} \simeq \frac{1.90 \times 10^{11}}{5.67 \times 10^{11}} \simeq 0.335$$

3.5 OPACIDADE

Os processos de opacidade incluem as transições ligado-ligado (*bound-bound*), ligado-livre (*bound-free*) e livre-livre (*free-free*), além do espalhamento (*scattering*). Nas transições *ligado-ligado*, um fóton é absorvido, e sua energia é usada para excitar um nível de energia mais alto do íon; inversamente, a passagem de um elétron de um nível superior para um nível inferior pode resultar na emissão de um fóton. Em ambos os casos, a transição produz uma *linha espectral*, de emissão ou absorção. Nas transições *ligado-livre* a energia do fóton é usada para ejetar um elétron para o contínuo, isto é, ele não está mais ligado ao átomo ou íon. No caso inverso, um elétron livre é capturado por um átomo ou íon, situando-se em um dado nível de energia, o que constitui uma *recombinação*. Em ambos os casos a transição é contínua, uma vez que no contínuo não há restrição para a energia do elétron. Nas transições *livre-livre* o elétron é livre antes e depois da transição, ou seja, trata-se de transições no contínuo.

Classicamente, o elétron muda de uma órbita hiperbólica para outra de maior (ou menor) energia, e a transição é então uma absorção (ou emissão) livre-livre no contínuo. Pode-se também dizer que, neste caso, um elétron ao passar próximo de um átomo, induz um momento de dipolo que pode interagir com o campo de radiação. Finalmente, no caso do *espalhamento*, o fóton é defletido pelo átomo ou íon mudando sua direção de propagação, mas geralmente mantendo a mesma frequência, ou energia.

No caso geral, em que os coeficientes de emissão e absorção variam com a frequência, esses coeficientes devem ser conhecidos para que a equação de transporte radiativo seja resolvida. Um estudo detalhado dos processos de emissão e absorção da radiação está além dos objetivos deste texto, e o leitor interessado pode consultar, por exemplo, Rybicki e Lightman (1979), Swihart

(1968), Choudhuri (2010), e Maciel (1999). Neste capítulo vamos discutir alguns aspectos importantes relacionados com o coeficiente de absorção aplicado às atmosferas das estrelas.

Os processos de absorção da radiação geralmente envolvem a absorção de fótons seguida de uma excitação de um nível superior de um átomo ou íon, de modo que as populações dos níveis relevantes dos átomos e íons devem ser conhecidas. Em ETL este procedimento é relativamente simplificado, podendo ser aplicadas as equações de Boltzmann e Saha, vistas no capítulo 2. Este procedimento está relacionado com a determinação de uma relação entre a temperatura e a profundidade óptica, como vimos na equação (3.28). Como resultado, o coeficiente de absorção pode ser colocado na forma $k_\nu = f(T, P, \text{c.q.})$, isto é, pode ser determinado em função da temperatura, da pressão e da composição química.

3.5.1 OS COEFICIENTES DE EINSTEIN

Os coeficientes j_ν e k_ν são coeficientes *macroscópicos*, aplicáveis à matéria como um todo. O coeficiente k_ν , medido em cm^{-1} , pode também ser dado por massa, isto é, definimos o coeficiente κ_ν , medido em cm^2/g , tal que

$$\kappa_\nu = \frac{k_\nu}{\rho} \quad (3.39)$$

onde ρ é a densidade do gás. Podemos também definir os coeficientes de emissão e absorção do ponto de vista *microscópico*, que são os coeficientes de Einstein A_{kj} , B_{jk} e B_{kj} , onde j e k são dois níveis de energia do átomo ou íon considerado (figura 3.12).

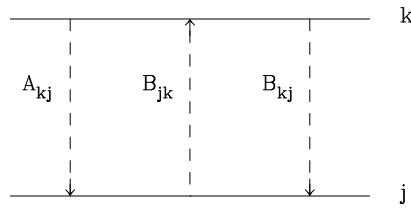


Figura 3.12 - Níveis de energia e coeficientes de Einstein.

Considerando dois níveis j e k com energia E_j e E_k , onde $k > j$, o coeficiente A_{kj} exprime a probabilidade por unidade de tempo de que um átomo X^r no estado de excitação k sofra espontaneamente uma transição $k \rightarrow j$ com emissão de um fóton. Portanto, as unidades de A_{kj} são s^{-1} , e o inverso do

coeficiente de emissão (A_{kj}^{-1}) corresponde essencialmente ao tempo de vida do nível k para as emissões ao nível j . Vimos no Exemplo 2.13 que o coeficiente de emissão espontânea de Einstein para a linha de 21 cm do H é $A_{kj} = 2.9 \times 10^{-15} \text{ s}^{-1}$. Com esta definição, o número de emissões espontâneas por unidade de volume e por unidade de tempo do nível k para o nível j é $n_k(X^r) A_{kj}$.

Analogamente, o processo de absorção pode ser caracterizado pelo coeficiente de absorção de Einstein B_{jk} , de modo que o número de absorções por unidade de volume e por unidade de tempo do nível j para o nível k é $n_k(X^r) B_{jk} U_\nu$, onde U_ν é a densidade de energia. Neste caso as unidades de B_{jk} são $\text{erg}^{-1} \text{ cm}^3 \text{ s}^{-1} \text{ Hz}$, e a densidade de energia U_ν tem unidades $\text{erg cm}^{-3} \text{ Hz}^{-1}$. O coeficiente de absorção pode também ser definido usando a intensidade média da radiação. Mais rigorosamente, o coeficiente de absorção pode ser modificado pelas emissões induzidas, ou absorções negativas, caracterizadas pelo coeficiente B_{kj} , que refletem as emissões causadas pela absorção de fótons de energia $E_{jk} = E_k - E_j$. Portanto, o número de absorções por cm^3 por segundo é na realidade $[n_j(X^r) B_{jk} - n_k(X^r) B_{kj}] U_\nu$.

Tanto no caso das emissões como nas absorções os coeficientes macroscópicos j_ν e k_ν podem ser relacionados com os coeficientes de Einstein considerando a energia total emitida ou absorvida por unidade de volume, por unidade de tempo e por unidade de ângulo sólido (ver Maciel 2002).

Os coeficientes de Einstein não são completamente independentes, e as relações entre eles são (ver o Exercício 3.3 e Maciel 2002)

$$g_j B_{jk} = g_k B_{kj} \quad (3.40)$$

$$A_{kj} = \frac{8\pi h \nu_{jk}^3}{c^3} B_{kj} \quad (3.41)$$

$$A_{kj} = \frac{8\pi h \nu_{jk}^3}{c^3} \frac{g_j}{g_k} B_{jk} \quad (3.42)$$

3.5.2 O ÍON H^- NAS ATMOSFERAS ESTELARES

Em atmosferas de estrelas como o Sol, há uma grande abundância de átomos de H neutro, bem como de elétrons doados por elementos mais pesados, como Na, Mg, Al, cujos potenciais de ionização são muito mais baixos que o do H, que é de 13.6 eV (Tabela 3.3).

Átomo		I	II	III
1	H	13.598		
2	He	24.587	54.418	
3	Li	5.392	75.640	122.454
4	Be	9.323	18.211	153.897
5	B	8.298	25.155	37.931
6	C	11.260	24.383	47.888
7	N	14.534	29.601	47.449
8	O	13.618	35.117	54.936
9	F	17.423	34.971	62.708
10	Ne	21.565	40.963	63.450
11	Na	5.139	47.286	71.620
12	Mg	7.646	15.035	80.144
13	Al	5.986	18.829	28.448
14	Si	8.152	16.346	33.493
15	P	10.487	19.769	30.203
16	S	10.360	23.338	34.790
17	Cl	12.968	23.814	39.610
18	Ar	15.760	27.630	40.740
19	K	4.341	31.630	45.806
20	Ca	6.113	11.872	50.913
21	Sc	6.561	12.800	24.757
22	Ti	6.828	13.576	27.492
23	V	6.746	14.660	29.311
24	Cr	6.767	16.486	30.960
25	Mn	7.434	15.640	33.668
26	Fe	7.902	16.188	30.652
27	Co	7.881	17.083	33.500
28	Ni	7.640	18.169	35.190
29	Cu	7.726	20.292	36.841
30	Zn	9.394	17.964	39.723

Tabela 3.3 - Potenciais de ionização em eV.

O resultado é que os átomos de H conseguem capturar alguns desses elétrons, formando o íon H^- , isto é, um núcleo contendo um próton e uma nuvem eletrônica com dois elétrons. Desde o final da década de 1930, ficou demonstrado que a absorção ligado-livre e livre-livre de fótons solares pelos íons de H^- é a principal fonte de opacidade contínua na fotosfera solar, apesar da abundância relativamente baixa destes íons. As transições ligado-livre envolvendo H^- são favorecidas por seu baixo potencial de ionização, $PI = 0.75 \text{ eV}$ ou seja, fótons com comprimentos de onda $\lambda \geq 16500 \text{ \AA} = 1.6 \mu\text{m}$ conseguem ionizar o H^- .

Um aspecto importante da opacidade pelo íon H^- é que o coeficiente de absorção não depende muito fortemente da frequência, ou seja, as equações da seção 3.3 para a atmosfera cinza podem ser aplicadas. Em particular, a relação $T(\tau)$ dada por (3.28) pode ser usada de modo que a dependência da temperatura com a profundidade óptica é determinada, mesmo sem levar em conta a estrutura detalhada da atmosfera, como sua composição química, pressão, etc.

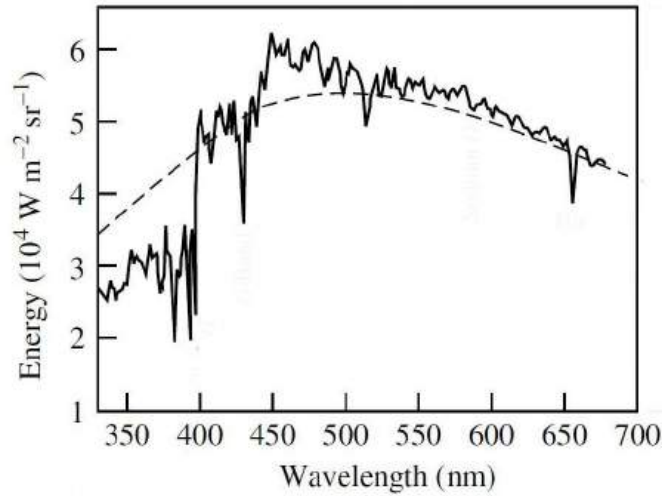


Figura 3.13 - A descontinuidade de Balmer no espectro solar.

► EXEMPLO 3.10 - Descontinuidade de Balmer

Para ionizar um átomo de H no nível $n = 2$, um fóton deve ter uma energia mínima de $E = 3.4 \text{ eV}$, correspondendo a um comprimento de onda $\lambda = hc/E \simeq 3647 \text{ \AA}$. Portanto, fótons com comprimentos de onda abaixo deste

valor podem ionizar o H, de modo que o fluxo de radiação nesta faixa espectral deve ser mais baixo, devido à grande abundância de H. Este decréscimo no espectro contínuo das estrelas é a *descontinuidade de Balmer*, ou *salto de Balmer*, e pode ser observado por exemplo no espectro solar, como visto na figura 3.13. A descontinuidade é mais acentuada nas estrelas com temperaturas efetivas da ordem de 9600 K, correspondendo ao tipo espectral A0V, para as quais um maior número de átomos está no estado excitado $n = 2$.

► EXEMPLO 3.11 - Distância percorrida por um fóton no Sol

No Exercício 1.4 e no Exemplo 2.16 consideramos uma região mais densa da fotosfera solar, onde $\rho \sim 2 \times 10^{-7} \text{ g cm}^{-3}$ ou $n_H \sim 10^{17} \text{ cm}^{-3}$. Neste caso a distância média percorrida por um fóton de $\lambda = 5000 \text{ \AA}$ é da ordem de 160 km. Em uma região mais próxima da superfície, onde $n_H \sim 10^{14} \text{ cm}^{-3}$ ou $\rho \sim 2 \times 10^{-10} \text{ g cm}^{-3}$ (cf. Exemplo 3.2), adotando uma opacidade $\kappa_\lambda \sim 0.1 \text{ cm}^2/\text{g}$, a distância percorrida pelo fóton é

$$d \simeq \frac{1}{k_\lambda} \simeq \frac{1}{\kappa_\lambda \rho} \simeq \frac{1}{(0.1)(2 \times 10^{-10})} \simeq 5 \times 10^{10} \text{ cm} \simeq 5 \times 10^5 \text{ km}$$

da ordem do raio solar, ou seja, os fótons produzidos nas regiões mais externas da fotosfera têm uma grande probabilidade de escapar do Sol.

► EXEMPLO 3.12 - Opacidade pelo íon H^- na atmosfera solar

No caso do Sol, observamos uma emissão contínua semelhante à de um corpo negro, como já vimos nas figuras 1.5 e 2.17. De acordo com as relações (1.52) e (2.3), devemos esperar que a fotosfera seja opaca (opticamente espessa) para radiação visível, mas sabemos que a densidade de gás na fotosfera é muito baixa para que isso aconteça. A razão de observarmos uma emissão próxima de um corpo negro é que boa parte da opacidade na fotosfera solar deve-se ao íon H^- . Este íon tem um único estado ligado, de modo que pode originar transições ligado-livre ou livre-livre apenas. A energia de ligação do segundo elétron é de apenas 0.75 eV, como vimos, e o comprimento de onda máximo dos fótons necessários para a absorção é

$$\lambda = \frac{hc}{E} = \frac{hc}{h\nu} = \frac{hc}{0.75 \text{ eV}} \simeq 16500 \text{ \AA} = 1.65 \text{ }\mu\text{m}$$

O coeficiente de absorção em função do comprimento de onda está mostrado na figura 3.14 para uma temperatura próxima da temperatura efetiva do Sol, $T = 6300$ K (Novotny 1973). Nesta figura, a ordenada é dada por $10^{26} (k_{H^-}/P_e n_H)$, isto é, a ordenada é o coeficiente de absorção k_{H^-} , medido em cm^{-1} dividido pela pressão eletrônica $P_e = n_e k T$ e pela densidade de átomos de H neutro, n_H , tudo isso multiplicado por 10^{26} , de modo que as unidades da ordenada no sistema cgs são $\text{cm}^4 \text{dina}^{-1}$. Estão destacadas as componentes ligado-livre (b-f) e livre-livre (f-f). Vemos que para $\lambda \leq 14000$ Å, a principal componente é ligado-livre, e para $\lambda > 14000$ Å, a principal componente é a transição livre-livre. Para maiores detalhes ver Novotny (1973) e Doughty e Fraser (1966).

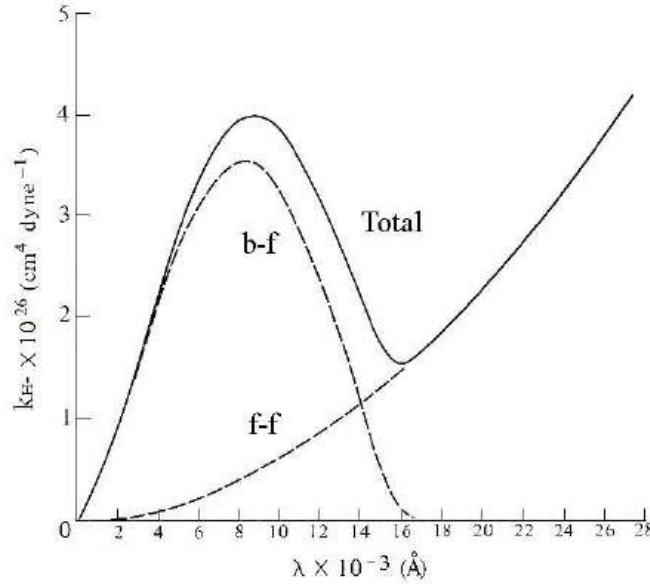


Figura 3.14 - Coeficiente de absorção para o íon H^- na fotosfera solar em função do comprimento de onda.

► EXEMPLO 3.13 - Opacidade ligado-livre máxima do íon H^-

De acordo com a Figura 3.14, o coeficiente de absorção ligado-livre (b-f) máximo do íon H^- (k_{H^-}) em uma região da fotosfera solar corresponde aproximadamente ao comprimento de onda $\lambda_{max} \simeq 8500$ Å e o valor máximo da

opacidade é dado por

$$\frac{10^{26} k_{H^-}}{P_e n_H} \simeq 3.5 \frac{\text{cm}^4}{\text{dina}}$$

onde $P_e = n_e k T$ é a pressão eletrônica, $n_e \simeq 2 \times 10^{13} \text{ cm}^{-3}$ é a densidade eletrônica, $n_H \simeq 10^{17} \text{ cm}^{-3}$ é a densidade de H neutro e $T \simeq 6300 \text{ K}$ é a temperatura. Neste caso, o coeficiente de absorção máximo k_{H^-} em cm^{-1} pode ser obtido por

$$k_{H^-} \simeq \frac{(3.5) (2 \times 10^{13}) (1.38 \times 10^{-16}) (6300) (10^{17})}{10^{26}} \simeq 6.1 \times 10^{-8} \text{ cm}^{-1}$$

Podemos também estimar o coeficiente de absorção máximo para transição ligado-livre do íon H^- na fotosfera solar, considerando que a seção de choque máxima para esta transição é $\sigma_{H^-} \simeq 4 \times 10^{-17} \text{ cm}^2$. A densidade de átomos neutros de H é $n_H \simeq 10^{17} \text{ cm}^{-3}$, e existem 4×10^7 átomos de H neutro para cada íon H^- . Neste caso $n_H/n_{H^-} \simeq 4 \times 10^7$ e

$$k'_{H^-} \simeq (\sigma_{H^-}) (n_{H^-}) \simeq \frac{(4 \times 10^{-17}) (10^{17})}{4 \times 10^7} \simeq 1.0 \times 10^{-7} \text{ cm}^{-1}$$

comparando com o resultado anterior temos

$$\frac{k'_{H^-}}{k_{H^-}} \simeq \frac{1.0 \times 10^{-7}}{6.1 \times 10^{-8}} \simeq 1.6$$

3.5.3 ESPALHAMENTO POR ELÉTRONS

Em atmosferas de estrelas mais quentes, os elementos mais abundantes, H e He, estão ionizados, de modo que a densidade eletrônica na atmosfera é alta, incluindo os elétrons doados pelo H ($n_e = n_H$) e aqueles doados pelo He ($n_e = 2n_{He}$), além das contribuições dos elementos pesados. Portanto, *o espalhamento da radiação pelos elétrons, ou espalhamento Thomson, é uma fonte importante de opacidade* (Figura 3.15).

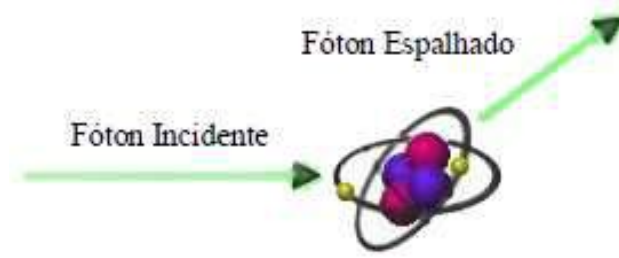


Figura 3.15 - Espalhamento Thomson.

Também neste caso, o coeficiente de absorção (ou coeficiente de espalhamento) é independente da frequência da radiação. A radiação a ser espalhada vem principalmente na direção radial, mas após o espalhamento, a direção dos fótons espalhados é essencialmente isotrópica, resultando uma diminuição no número de fótons propagando-se na direção radial.

Para temperaturas suficientemente baixas, $kT \ll m_e c^2 \simeq 8.2 \times 10^{-7}$ erg = 0.5 MeV, a seção de choque de espalhamento por elétrons é constante, e pode ser obtida classicamente por

$$\sigma_e = \frac{8\pi e^4}{3m_e^2 c^4} = 6.65 \times 10^{-25} \text{ cm}^2 \quad (3.43)$$

(ver por exemplo Rybicki e Lightman 1979, Panofsky e Phillips 1962). Como $k_e = \kappa_e \rho = n_e \sigma_e$, o coeficiente de espalhamento por massa é

$$\kappa_e = \sigma_e \frac{n_e}{\rho} = 6.65 \times 10^{-25} \frac{n_e}{\rho} \text{ cm}^2/\text{g} \quad (3.44)$$

onde n_e é a densidade eletrônica. Chamando X , Y e Z as abundâncias de H, He e elementos pesados por massa, o número de elétrons doados pelo H é $\rho X/m_H$, o número de elétrons doados pelo He é $\rho Y/2m_H$, e o número de elétrons doados pelos elementos pesados é $(\rho Z/m_H)(Z_i/A_i) \simeq \rho Z/2m_H$, onde $m_H = 1.67 \times 10^{-24}$ g é a massa do átomo de H, Z_i e A_i são o número atômico e massa atômica do elemento pesado i , respectivamente. Portanto, a densidade eletrônica total é

$$n_e \simeq \frac{\rho}{m_H} \left(X + \frac{Y}{2} + \frac{Z}{2} \right) \simeq \frac{\rho}{m_H} \frac{1+X}{2} \quad (3.45)$$

onde usamos o fato de que $X + Y + Z = 1$. De (3.44) e (3.45) temos

$$\kappa_e \simeq \frac{\sigma_e}{m_H} \frac{1+X}{2} \simeq 0.2(1+X) \quad \text{cm}^2/\text{g} \quad (3.46)$$

Nas temperaturas típicas das atmosferas estelares a contribuição do espalhamento Thomson para a opacidade é pequena, mas pode ser considerável nos interiores das estrelas e no início da expansão do Universo, quando toda a matéria estava ionizada.

No caso de fótons de alta energia, como na faixa dos raios X, uma característica importante do espalhamento da radiação por elétrons consiste no recuo sofrido pelo elétron, o que não apenas modifica a direção da propagação do fóton mas também reduz um pouco sua energia, parte da qual que é comunicada ao elétron. Portanto o comprimento de onda da radiação espalhada é um pouco maior. Este é o *Efeito Compton*, e pode ter alguma influência no fluxo observado nesta faixa espectral. Além disto, em algumas situações pode ocorrer um espalhamento por elétrons relativísticos, quando parte de sua energia é transferida ao fóton incidente, que é o *Efeito Compton Inverso*. Por exemplo, fótons da faixa rádio ou infravermelho podem ser espalhados para a faixa ultravioleta ou raios X, respectivamente.

► EXEMPLO 3.14 - O limite de Eddington

Partículas situadas na superfície de uma estrela podem sofrer uma força devida à radiação, causada pela absorção da quantidade de movimento dos fótons em um processo como o espalhamento por elétrons. O *limite de Eddington* é definido como a luminosidade máxima de uma estrela para que a força sobre os elétrons ou íons devida à radiação não exceda a força gravitacional. Em uma estrela de luminosidade L , a força radiativa sobre um átomo de H à distância r do centro é $L\sigma_e/4\pi r^2 c$, correspondendo à taxa de variação da quantidade de movimento dos fótons do campo de radiação. Em uma estrela de massa M , para haver equilíbrio, devemos ter

$$\frac{L\sigma_e}{4\pi r^2 c} \simeq \frac{GMm_H}{r^2} \quad (3.47)$$

de onde obtemos

$$L \simeq \frac{4\pi c G m_H}{\sigma_e} M \simeq 1.26 \times 10^{38} \frac{M}{M_\odot} \text{ erg/s} \quad (3.48)$$

ou

$$\frac{L}{L_{\odot}} \simeq 3.3 \times 10^4 \frac{M}{M_{\odot}} \quad (3.49)$$

que é o limite de Eddington.

► EXEMPLO 3.15 - A aproximação de Kramers

Em alguns casos, é possível obter uma aproximação analítica para o coeficiente de absorção ligado-livre, especialmente quando o H e o He estão ionizados. Então, à medida que T aumenta, um número maior de níveis de elementos pesados deixa de ser importante, diminuindo o coeficiente de absorção. A *aproximação de Kramers*, obtida por Eddington a partir do coeficiente de absorção de Kramers é dada por

$$\kappa_{bf} \simeq 4.3 \times 10^{25} \frac{g_{bf}}{t} Z(1+X) \frac{\rho}{T^{3.5}} \text{ cm}^2/\text{g} \quad (3.50)$$

Uma expressão semelhante pode também ser obtida para a transição livre-livre (*free-free*)

$$\kappa_{ff} \simeq 3.68 \times 10^{22} g_{ff} (1-Z) (1+X) \frac{\rho}{T^{3.5}} \text{ cm}^2/\text{g} \quad (3.51)$$

(ver por exemplo Maciel 1999, Clayton 1968). Nestas expressões, X e Z são novamente as frações por massa de H e elementos pesados; g_{bf} e g_{ff} são valores médios do fator de Gaunt, da ordem da unidade; t é o fator de guilhotina, da ordem de 1–100, relacionado com o número de elétrons restante no íon considerado. Por exemplo, no material solar a uma densidade $\rho \simeq 10^{-7} \text{ g/cm}^3 = 10^{-4} \text{ kg/m}^3$ e $T \simeq 10^4 \text{ K}$ obtemos $\kappa_{bf} \simeq 150 \text{ cm}^2/\text{g} = 15 \text{ m}^2/\text{kg}$ com $g_{bf} \simeq 1$, $t \simeq 10$, $X \simeq 0.7$ e $Z \simeq 0.02$.

► EXEMPLO 3.16 - Fronteira entre espalhamento puro e ligado-livre

Podemos usar a aproximação de Kramers (3.50) para estimar a fronteira entre o domínio de espalhamento puro e o das transições ligado-livre. Usando o coeficiente de espalhamento por elétrons dado por (3.44) e o peso molecular por elétron dado por

$$\mu_e = \frac{\rho}{n_e m_H} \simeq \frac{2}{1+X} \quad (3.52)$$

temos

$$\kappa_e = \frac{\sigma_e}{\mu_e m_H} \simeq \frac{\sigma_e}{m_H} \frac{1+X}{2} \simeq 0.20 (1+X) \quad (3.53)$$

a fronteira pode ser estimada fazendo $\kappa_{bf} = \kappa_e$, portanto

$$\rho \simeq \frac{0.20}{4.3 \times 10^{25}} \frac{t}{g_{bf} Z} T^{3.5} \simeq 4.7 \times 10^{-27} \frac{t}{g_{bf} Z} T^{3.5} \text{ g/cm}^3 \quad (3.54)$$

Por exemplo, novamente com $g_{bf} \simeq 1$, $t \simeq 10$, $Z \simeq 0.02$, e $T \sim 10^4 \text{ K}$, obtemos $\rho \simeq 2.3 \times 10^{-10} \text{ g/cm}^3 = 2.3 \times 10^{-7} \text{ kg/m}^3$. Resultados semelhantes aos Exemplos 3.15 e 3.16 podem ser obtidos para regiões mais densas no interior solar (capítulo 5).

EXERCÍCIOS

- 3.1 Prove a relação (3.28) (ver por exemplo Choudhuri 2010, cap. 2).
- 3.2 Prove a relação (3.31) (ver por exemplo Mihalas 1978, cap. 3.)
- 3.3 Prove as relações (3.40)-(3.42). Considere que, em ET, as taxas de emissão e absorção de energia devem ser iguais, e use a equação de Boltzmann (2.56) para obter uma relação entre os coeficientes de Einstein.
- 3.4 O íon H^- tem um potencial de ionização de 0.75 eV. Supondo que o Sol emita radiação como um corpo negro a uma temperatura de 5800 K, que fração do número de fótons emitidos pelo Sol pode ionizar o H^- ?
- 3.5 Estime o caminho livre médio para espalhamento Thomson (a) em um ponto da fotosfera solar onde $\rho \sim 10^{-7} \text{ g/cm}^3$ e (b) em um ponto do interior do Sol, onde $\rho \sim 140 \text{ g/cm}^3$. Admita que o hidrogênio representa cerca de 70% da massa do gás.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- AERTS, C., CHRISTENSEN-DALSGAARD, J., KURTZ, D. W. 2010, *Asteroseismology*, Springer
- CARROLL, B. W., OSTLIE, D. A. 2014, *An Introduction to Modern Astrophysics*, Pearson
- CHANDRASEKHAR, S. 1945, *Astrophysical Journal*, 101, 328
- CHANDRASEKHAR, S. 1960, *Radiative Transfer*, Dover
- CHOUDHURI, A. R. 2010, *Astrophysics for Physicists*, CUP
- CLAYTON, D. D. 1968, *Principles of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, McGraw-Hill
- COX, A. N., 2000, *Allen's Astrophysical Quantities*, AIP
- DOUGHTY, N. A., FRASER, P. A. 1966, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 132, 267
- GRAY, D. F. 2008, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*, CUP
- KURUCZ, R. L. 1979, *Astrophysical Journal Supplements* 40, 1
- MACIEL, W. J. 1999, *Introdução à Estrutura e Evolução Estelar*, Edusp (edição em inglês: *Introduction to Stellar Structure*, Springer 2015)
- MACIEL, W. J. 2002, *Astrofísica do Meio Interestelar*, Edusp (edição em inglês: *Astrophysics of the Interstellar Medium*, Springer 2013)
- MIHALAS, D. 1978, *Stellar Atmospheres*, Freeman
- NOVOTNY, E. 1973, *Introduction to Stellar Atmospheres and Interiors*, OUP
- PANOFSKY, W. K. H., PHILLIPS, M. 1962, *Classical Electricity and Magnetism*, Addison-Wesley

- RYBICKY, G. B., LIGHTMAN, A. P. 1979, *Radiative Processes in Astrophysics*, Wiley
- SHU, F. H. 1982, *The Physical Universe*, University Science Books
- SWIHART, T. L. 1968, *Astrophysics and Stellar Astronomy*, Wiley
- SWIHART, T. L. 1981, *Radiation Transfer and Stellar Atmospheres*, Pachart
- ZEILIK, M., GREGORY, S. A. 1998, *Introductory Astronomy and Astrophysics*, Brooks Cole

FORMAÇÃO DE LINHAS ESPECTRAIS

4.1 INTRODUÇÃO

No capítulo anterior estudamos as atmosferas estelares, em particular no que se refere à radiação contínua emitida pelas estrelas. Neste capítulo vamos considerar alguns aspectos básicos relativos às linhas espectrais observadas nas estrelas e no meio interestelar. Algumas referências sobre o material deste capítulo incluem Choudhuri (2010), Swihart (1968), Maciel (2002), Zeilik e Gregory (1998) e Carroll e Ostlie (2014).

4.2 LINHAS ESPECTRAIS

As linhas espectrais podem ser observadas em emissão ou em absorção, superpostas ou não a uma emissão contínua. Por exemplo, na figura 1.5 podemos ver algumas linhas de absorção no espectro solar, e na figura 2.17 observamos diversas bandas moleculares (H_2O , CO_2) – essencialmente conjuntos de milhares de linhas espectrais – produzidas na atmosfera terrestre. Na figura 2.16 podemos observar, à direita, algumas linhas de emissão observadas nos espectros de nebulosas planetárias, como as linhas do [OIII] ($\lambda 4959$, $5007\text{\AA}$), $\text{H}\alpha$ ($\lambda 6563\text{\AA}$) e $\text{H}\beta$ ($\lambda 4861\text{\AA}$).

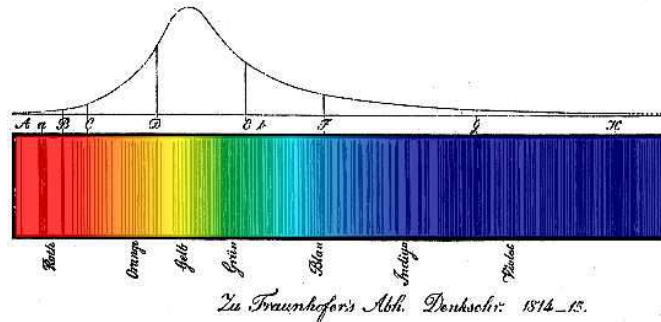


Figura 4.1 - O espectro solar de Fraunhofer.

A figura 4.1 mostra o espectro solar clássico de Fraunhofer (1787-1826), obtido a partir de uma grade de difração para determinar as posições relativas de centenas de linhas no espectro solar. Note que Fraunhofer deu nomes às linhas mais importantes, partindo da região vermelha em direção ao ultravioleta. Alguns dos nomes dados por ele são usados até hoje, como no caso das linhas H ($\lambda 3968.47\text{\AA}$) e K ($\lambda 3933.66\text{\AA}$) do Ca II e das linhas D1 ($\lambda 5895.92\text{\AA}$) e D2 ($\lambda 5889.95\text{\AA}$) do Na I. Outros exemplos de linhas espectrais em absorção podem ser vistos na figura 4.2.

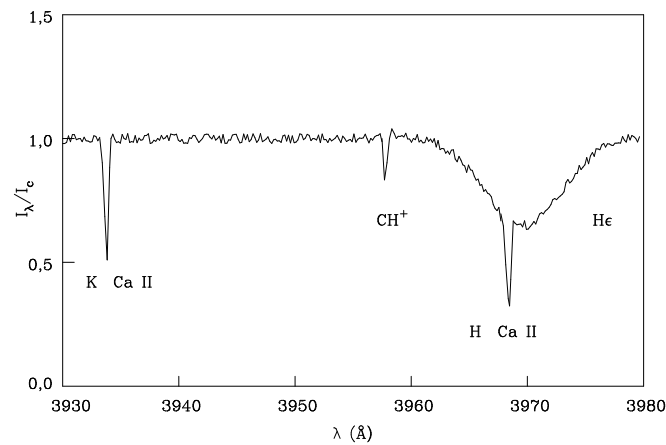


Figura 4.2 - Linhas espectrais em absorção: estrelas e meio interestelar.

Nesta figura, podemos observar as linhas H e K do CaII em absorção de origem interestelar superpostas ao espectro da estrela ζ Oph, uma estrela de

tipo O9.5V, assim como uma linha interestelar da molécula CH^+ ($\lambda 3957.74\text{\AA}$). A linha $\text{H}\epsilon$ em absorção, mas de origem estelar, pode também ser observada na figura. Note-se que as linhas interestelares são muito mais estreitas que a linha estelar, refletindo as menores temperaturas das nuvens interestelares, que produzem movimentos (e um efeito Doppler) mais modesto em comparação com as condições nas atmosferas estelares (seção 4.3).

A tabela 4.1 mostra características de algumas das linhas de absorção ópticas de origem interestelar, as quais produziram a maior parte dos dados sobre as nuvens interestelares até a década de 1970.

íon/molécula	λ ($\text{\AA}$)	transição
Na I	(D2) 5889.95	$3^2S_{1/2} - 3^2P_{3/2}^0$
Na I	(D1) 5895.92	$3^2S_{1/2} - 3^2P_{1/2}^0$
Ca II	(K) 3933.66	$4^2S_{1/2} - 4^2P_{3/2}^0$
Ca II	(H) 3968.47	$4^2S_{1/2} - 4^2P_{1/2}^0$
CN	3874.61	$B^2\Sigma^+ \leftarrow X^2\Sigma^+(0,0) R(0)$
CH	4300.31	$A^2\Delta \leftarrow X^2\Pi(0,0) R_2(1)$
CH^+	4232.58	$A^1\Pi \leftarrow X^1\Sigma^+(0,0) R(0)$
CH^+	3957.74	$A^1\Pi \leftarrow X^1\Sigma^+(1,0) R(0)$

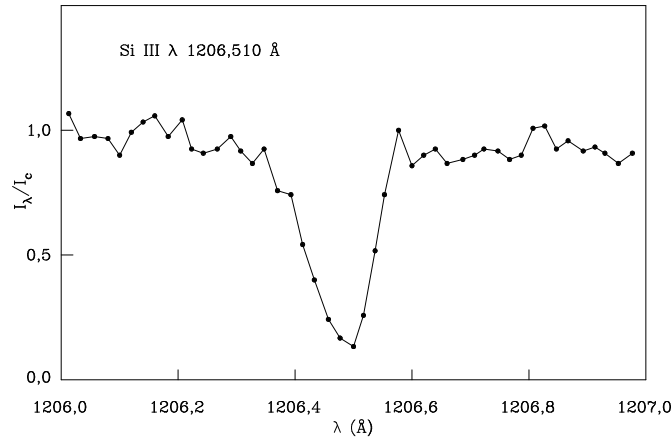
Tabela 4.1 - Exemplos de linhas espectrais interestelares ópticas.

Mais recentemente, linhas espectrais passaram a ser observadas em outras faixas do espectro, como o ultravioleta. A tabela 4.2 mostra algumas linhas importantes observadas nesta faixa do espectro.

A figura 4.3 mostra um exemplo de uma linha de absorção ultravioleta de origem interestelar em alta resolução para o Si III ($\lambda 1206.51\text{\AA}$) na direção da estrela ζ Oph. Este é um exemplo de uma linha não saturada, enquanto que linhas de elementos mais abundantes, como a linha Lyman- α do H ($\lambda 1216\text{\AA}$), encontram-se saturadas na direção desta estrela.

íon	λ (Å)	íon	λ (Å)
H I	1215.67	Mg I	2852.13
H I	1025.72	Mg II	2795.53
C I	1328.83	Si I	2514.32
C I	1277.24	Si II	1193.29
C II	1334.53	Si II	1260.42
C IV	1548.20	Si III	1206.51
N I	1200.71	S II	1259.52
N II	1134.17	S III	1190.21
O I	1302.17	Fe II	2599.40
O I	1039.23	Fe II	2382.03

Tabela 4.2 - Exemplos de linhas espectrais no ultravioleta.

Figura 4.3 - A linha de absorção interestelar do Si III na direção de ζ Oph.

Podemos também observar e analisar linhas espectrais em objetos extragalácticos, como mostrado na figura 4.4, para o espectro da galáxia tipo Seyfert 2 NGC 1667 e da galáxia *LINER* (*Low ionization nuclear emission region*) NGC 1052, onde podem ser observadas linhas estreitas em emissão do oxigênio, cálcio e sódio.

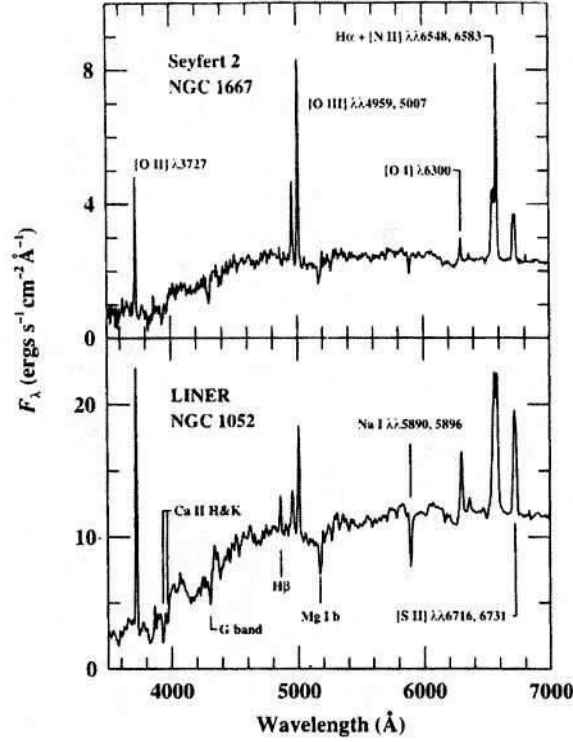


Figura 4.4 - Espectros de galáxias Seyfert 2 e LINER.

► EXEMPLO 4.1 - Efeito Doppler na linha H α em Vega

A linha H α tem comprimento de onda de repouso $\lambda_0 = 6562.81 \text{ \AA}$, e é observada em absorção na estrela Vega (α Lyr) no comprimento de onda $\lambda = 6562.51 \text{ \AA}$. A paralaxe da estrela é $p = 130.23 \text{ mas} = 0.13023''$, de modo que sua distância é $d = 1/p = 7.68 \text{ pc}$. Pelo efeito Doppler podemos estimar sua velocidade radial como

$$v_r = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} c = -13.70 \text{ km/s}$$

Medidas da velocidade radial desta estrela levando em conta a rotação da Terra em torno do Sol produzem essencialmente este mesmo resultado. Podemos também estimar a velocidade tangencial da estrela. Seu movimento próprio em ascensão reta é $\mu_\alpha = 200.94 \text{ mas/ano}$ e em declinação $\mu_\delta = -286.23 \text{ mas/ano}$, com um movimento próprio total $\mu = 349.72 \text{ mas/ano} \simeq 0.350''/\text{ano}$. A velocidade tangencial é então

$$v_t = 4.74 \mu d = (4.74) (0.350) (7.68) = 12.74 \text{ km/s}$$

Portanto, a velocidade espacial da estrela é $v = \sqrt{v_r^2 + v_t^2} = 18.71 \text{ km/s}$.

4.3 ALARGAMENTO DAS LINHAS ESPECTRAIS

4.3.1 LINHAS ESPECTRAIS

As linhas espectrais correspondem à emissão ou absorção de fótons causadas pela transição de um átomo ou íon entre dois níveis de energia j e k , com energias E_j e E_k , respectivamente (ver por exemplo as figuras 3.12 ou 4.6). Se os níveis fossem infinitamente finos, a transição ocorreria para um comprimento de onda λ_{jk} , ou frequência ν_{jk} , bem definidos, dados por

$$\Delta E_{jk} = E_k - E_j = h \nu_{jk} = \frac{h c}{\lambda_{jk}} \quad (4.1)$$

Entretanto, os níveis j e k não são infinitamente finos, eles possuem um certo intervalo de energias (ou tempos de vida), de modo que os comprimentos de onda (ou frequências) vizinhos ao central também devem ser incluídos no processo de emissão ou absorção. Processos que produzem alargamento das linhas espectrais incluem o efeito Doppler, o alargamento rotacional, o alargamento por pressão, turbulência, efeito de campos magnéticos (efeito Zeeman), campos elétricos (efeito Stark), e o próprio instrumental usado para analisar as linhas. Como resultado, a linha espectral tem um *perfil*, isto é, inclui uma parte central, o *núcleo* da linha, e também as partes mais afastadas do centro, que são as *asas* da linha, como pode ser visto no exemplo da figura 4.3. Nesta figura a linha de absorção do SiIII está centrada em $\lambda = 1206.5 \text{ \AA}$, mas estende-se à esquerda e à direita por alguns centésimos de Angstroms. Nesta seção vamos analisar os principais processos de alargamento das linhas espectrais.

► EXEMPLO 4.2 - Tempos de vida dos níveis de energia

Como vimos no Exemplo 2.13, a probabilidade de transição espontânea para a linha de 21 cm do H é $A_{21} = 2.9 \times 10^{-15} \text{ s}^{-1}$, de modo que o tempo de vida do nível superior é muito longo, $t \sim 1/A_{21} \simeq 3.45 \times 10^{14} \text{ s} \sim 1.1 \times 10^7 \text{ ano}$.

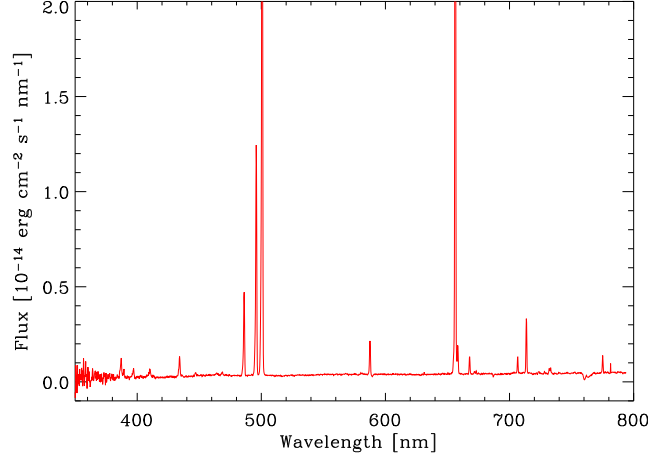


Figura 4.5 - Espectro da nebulosa planetária Pe1-15. As linhas 4959, 5007 Å do [OIII] podem ser vistas, além de H-alfa (6563 Å) e H-beta (4861 Å).

Para as linhas proibidas do [OIII] em $\lambda = 4959$ e 5007 Å, frequentemente observadas no espectro de nebulosas planetárias, as probabilidades médias são $A_{21} = 6.7 \times 10^{-3} \text{ s}^{-1}$ e $2.0 \times 10^{-2} \text{ s}^{-1}$ (Maciel 2002), de modo que as escalas de tempo dos níveis superiores são também relativamente altas, $t \simeq 1.49 \times 10^2 \text{ s}$ e 50 s , respectivamente. A figura 4.5 mostra o espectro da nebulosa planetária Pe1-15, onde estas duas linhas são claramente observadas, sendo muito intensas (ver a figura 2.16). Já para as linhas permitidas do hidrogênio Lyman- α em $\lambda = 1216$ Å (figura 4.12), H α ($\lambda = 6563$ Å) e H β ($\lambda = 4861$ Å), as probabilidades são muito altas, $A_{21} = 4.7 \times 10^8 \text{ s}^{-1}$, $4.4 \times 10^7 \text{ s}^{-1}$ e $8.4 \times 10^6 \text{ s}^{-1}$ (Cox 2000), de modo que as escalas de tempo dos níveis correspondentes são curtas, $t \simeq 2.1 \times 10^{-9} \text{ s}$, $2.3 \times 10^{-8} \text{ s}$ e $1.2 \times 10^{-7} \text{ s}$, respectivamente.

4.3.2 PERFIL DE UMA LINHA ESPECTRAL

Em um processo envolvendo dois níveis de energia j e k (figura 4.6) de um átomo, o coeficiente de absorção por volume (cm^{-1}) pode ser escrito

$$k_\nu = n_j(X) \sigma_\nu \quad (4.2)$$

onde $n_j(X)$ é a densidade de partículas do tipo X no nível j (cm^{-3}), e σ_ν (cm^2) é a seção de choque de absorção, ou coeficiente de absorção por átomo no nível j . Esta seção de choque está relacionada à seção de choque integrada

σ (cm² Hz) por $\sigma = \int \sigma_\nu d\nu$, onde a integral é feita em toda a linha. A seção de choque total, desprezando as emissões induzidas, pode ser escrita

$$\sigma = \frac{h \nu_{jk} B_{jk}}{c} \quad (4.3)$$

onde B_{jk} é o coeficiente de absorção de Einstein, visto na seção 3.5.1. A seção de choque σ está relacionada com a *força de oscilador* f_{jk} para a transição $j \rightarrow k$ por

$$\sigma = \frac{\pi e^2}{m_e c} f_{jk} \quad (4.4)$$

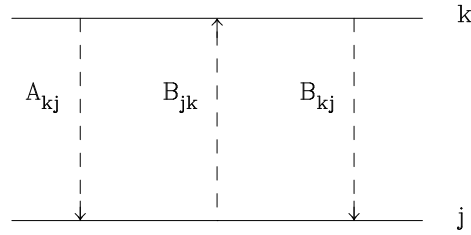


Figura 4.6 - Níveis de energia j e k .

Os coeficientes de Einstein A_{kj} , B_{jk} , B_{kj} podem ser relacionados entre si, como vimos no Exercício 3.3, e também com a força de oscilador f_{jk} (ver Exercício 4.1). Definindo $\Delta\nu = \nu - \nu_{jk}$, podemos introduzir a função *perfil da linha* $\phi(\Delta\nu)$ (unidades: Hz⁻¹), por

$$\sigma_\nu = \sigma \phi(\Delta\nu) \quad (4.5)$$

Esta função é *normalizada*, ou seja

$$\int \phi(\Delta\nu) d\nu = 1 \quad (4.6)$$

onde a integral é feita em toda a linha. A função $\phi(\Delta\nu)$ depende da largura da linha, incluindo os mecanismos de alargamento que possam ocorrer. O alargamento *natural* ou *intrínseco* é uma consequência do princípio da incerteza de Heisenberg. O movimento térmico dos átomos causadores da linha

introduz um alargamento adicional, devido ao efeito Doppler. Em termos da profundidade óptica, o perfil pode ser escrito

$$\tau_\nu = \int k_\nu ds = \int n_j \sigma \phi(\Delta\nu) ds = N_j \sigma \phi(\Delta\nu) \quad (4.7)$$

onde introduzimos a densidade de coluna $N_j = \int n_j ds$, medida em cm^{-2} . A integral é feita em toda a dimensão da nuvem, e a densidade de coluna pode ser obtida integrando (4.7)

$$\int \tau_\nu d\nu = N_j \sigma \int \phi(\Delta\nu) d\nu = N_j \sigma \quad (4.8)$$

$$N_j = \frac{1}{\sigma} \int \tau_\nu d\nu \quad (4.9)$$

4.3.3 O PERFIL DOPPLER

Para o alargamento Doppler devido ao movimento térmico das partículas absorvedoras temos (ver Maciel 2002)

$$\phi(\Delta\nu) d\nu = f(v) dv \quad (4.10)$$

onde a função de distribuição de velocidades $f(v)$ é admitida maxwelliana, representando a fração dos átomos com velocidade radial no intervalo entre v e $v + dv$. Para $v \ll c$, temos

$$\frac{\Delta\nu}{\nu_{jk}} = \frac{v}{c} \quad (4.11)$$

$$\frac{dv}{c} = \frac{d\nu}{\nu_{jk}} = \frac{d\nu}{c} \frac{\lambda_{jk}}{\nu_{jk}} \quad (4.12)$$

usando a função de distribuição de Maxwell (2.45) e (4.10) obtemos

$$\phi(\Delta\nu) = \left(\frac{m}{2\pi kT} \right)^{1/2} e^{-mv^2/2kT} \frac{c}{\nu_{jk}} = \frac{c}{b \sqrt{\pi} \nu_{jk}} e^{-(c\Delta\nu/b\nu_{jk})^2} \quad (4.13)$$

onde introduzimos o parâmetro b dado por

$$b = \left(\frac{2kT}{m} \right)^{1/2} \quad (4.14)$$

sendo m a massa do átomo absorvedor e T a temperatura do gás. Este parâmetro está relacionado com a *largura Doppler* $\Delta\nu_D$, ou seja, o valor de $\Delta\nu$ para o qual a função perfil diminui por um fator e . O máximo de $\phi(\Delta\nu)$ é

$$\phi_M(\Delta\nu) = \frac{c}{b \sqrt{\pi} \nu_{jk}} = \frac{\lambda_{jk}}{b \sqrt{\pi}} \quad (4.15)$$

de modo que

$$\phi(\Delta\nu_D) = \frac{1}{e} \phi_M(\Delta\nu) = \frac{c}{b \sqrt{\pi} \nu_{jk}} e^{-(c\Delta\nu_D/b\nu_{jk})^2} \quad (4.13)$$

ou seja

$$\Delta\nu_D = b \frac{\nu_{jk}}{c} = \frac{b}{\lambda_{jk}} \quad (4.17)$$

O perfil $\phi(\Delta\nu)$ pode ser escrito em termos da largura Doppler

$$\phi(\Delta\nu) = \frac{1}{\sqrt{\pi} \Delta\nu_D} e^{-(\Delta\nu/\Delta\nu_D)^2} \quad (4.18)$$

O perfil Doppler é normalizado, de acordo com a equação (4.6) (ver Exercício 4.3). A largura total à metade da intensidade máxima FWHM (*full width at half maximum*), representada por $\Delta\nu_h$, pode ser calculada de (4.18)

$$\phi(\Delta\nu_h/2) = \frac{1}{2} \left(\frac{1}{\sqrt{\pi} \Delta\nu_D} \right) = \frac{1}{\sqrt{\pi} \Delta\nu_D} e^{-(\Delta\nu_h/2\Delta\nu_D)^2} \quad (4.19)$$

de onde obtemos

$$\Delta\nu_h = 2 \Delta\nu_D \sqrt{\ln 2} = \frac{2 b \nu_{jk} \sqrt{\ln 2}}{c} = \frac{2 b \sqrt{\ln 2}}{\lambda_{jk}} \quad (4.20)$$

► EXEMPLO 4.3 - Perfil Doppler da linha K da CaII interestelar

Um exemplo do perfil Doppler $\phi(\Delta\nu)$ em Hz^{-1} está mostrado na figura 4.7, para a linha K do Ca II interestelar, para a qual $\lambda_{jk} = 3933.66 \text{ \AA}$ ou $\nu_{jk} = 7.63 \times 10^{14} \text{ Hz}$. Adotando $T \simeq 100 \text{ K}$ para a temperatura da nuvem, obtemos de (4.14) $b \simeq 2.0 \times 10^4 \text{ cm/s}$ com $m_{Ca} \simeq 40 m_H = 6.68 \times 10^{-23} \text{ g}$. De (4.17), a largura Doppler é $\Delta\nu_D \simeq 5.2 \times 10^8 \text{ Hz}$, de modo que a largura total à meia altura (FWHM), de (4.20), é $\Delta\nu_h \simeq 8.6 \times 10^8 \text{ Hz}$. Em termos do comprimento de onda, a região caracterizada por uma largura Doppler é dada por $\Delta\lambda_D \simeq \lambda_{jk} \Delta\nu_D / \nu_{jk} \simeq 0.003 \text{ \AA}$, isto é, a linha é bastante estreita.

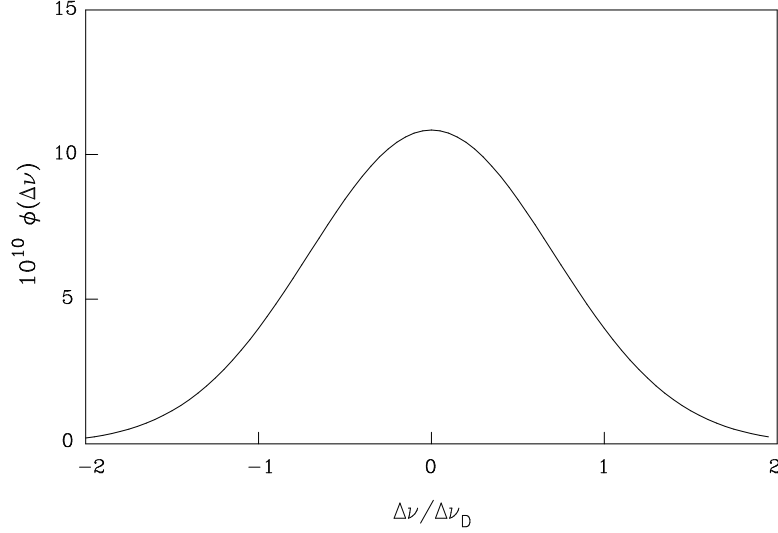


Figura 4.7 - Perfil de uma linha espectral com alargamento Doppler.

No caso de uma linha de absorção, o perfil da figura 4.7 dá uma idéia do próprio perfil da linha, invertido com relação ao eixo horizontal. A relação entre as intensidades observada e original é $I_\nu/I_\nu(0) = e^{-\tau_\nu}$, onde a profundidade óptica é $\tau_\nu \propto \phi(\Delta\nu)$, como visto na equação (4.7). Para $|\Delta\nu| \gg \Delta\nu_D$, $\phi(\Delta\nu) \rightarrow 0$ e $I_\nu/I_\nu(0) \rightarrow 1$, isto é, a intensidade da radiação não é afetada pelos átomos absorvedores em frequências muito distantes da frequência central. No centro da linha, onde $\phi(\Delta\nu) = \phi(0) = 1/(\sqrt{\pi}\Delta\nu_D)$, a profundidade óptica é máxima, podendo chegar a valores $\tau_\nu \gg 1$ para linhas completamente escuras, de modo que $I_\nu/I_\nu(0) \rightarrow 0$ nesta região. Por exemplo, para $\tau_\nu \simeq 1$ e $\tau_\nu \simeq 5$ no centro da linha, teríamos $I_\nu/I_\nu(0) \simeq e^{-1} \simeq 0.37$ e $I_\nu/I_\nu(0) \simeq e^{-5} \simeq 0.01$, respectivamente. Nas regiões intermediárias, o perfil $\phi(\Delta\nu)$ decresce com relação ao valor central. Como o número de átomos absorvedores permanece constante, a razão $I_\nu/I_\nu(0)$ cresce até atingir o valor inicial $I_\nu/I_\nu(0) \simeq 1$ nas frequências distantes da frequência central.

► **EXEMPLO 4.4 - Largura Doppler da linha H β em nuvens de gás**

A linha espectral H β está centrada em $\lambda_0 = 4861.35 \text{ \AA}$ com $\nu_0 = 6.17 \times 10^{14} \text{ Hz}$. Vamos admitir que esta linha sofre alargamento Doppler em uma nuvem de gás com $T = 10^4 \text{ K}$. Com $m = m_H$ e $T = 10^4 \text{ K}$ temos $b = 1.29 \times 10^6 \text{ cm/s}$.

A FWHM $\Delta\nu_h$ é dada por

$$FWHM = \Delta\nu_h = \frac{2b\sqrt{\ln 2}}{\lambda_0} = 4.42 \times 10^{10} \text{ Hz}$$

portanto

$$\Delta\lambda_h = \frac{\lambda_0^2}{c} \Delta\nu_h = 3.48 \times 10^{-9} \text{ cm} = 0.348 \text{ \AA}$$

4.3.4 O PERFIL DE LORENTZ

Pelo princípio da incerteza de Heisenberg, a vida média finita dos níveis de energia implica um *alargamento natural* ou intrínseco das linhas espectrais. Neste caso, temos que $\Delta E \Delta t \geq h$ para um dado nível de energia, isto é, há uma imprecisão na energia do nível ΔE , que corresponde a um certo intervalo de frequência $\Delta\nu$. Mesmo que o movimento dos átomos absorvedores seja desprezível, e portanto o alargamento Doppler, ainda assim a linha espectral terá uma largura natural. Este tipo de alargamento pode ser caracterizado por uma função que é o chamado perfil natural ou *perfil de Lorentz*

$$\phi(\Delta\nu) = \frac{\Gamma_k/4\pi^2}{(\nu - \nu_{jk})^2 + (\Gamma_k/4\pi)^2} \quad (4.21)$$

onde Γ_k é o coeficiente de dissipação quântico, ou constante de amortecimento, $\Gamma_k = \sum_j A_{kj}$, sendo essencialmente o inverso do tempo de vida radiativo do nível k considerado, onde A_{kj} é o coeficiente de emissão de Einstein (ver seção 3.5.1). Assim como o perfil Doppler, o perfil de Lorentz é normalizado, de acordo com (4.6). De (4.21), é fácil mostrar que a FWHM neste caso é (ver Exercício 4.4)

$$\Delta\nu_h = \frac{\Gamma_k}{2\pi} \quad (4.22)$$

Em regiões densas, a presença de átomos ou íons causa perturbações na estrutura dos níveis de energia de um dado átomo ou íon, levando a um alargamento adicional das linhas espectrais, chamado *alargamento colisional*, ou *alargamento por pressão*. O tratamento detalhado deste tipo de alargamento é bastante complexo, sendo geralmente aproximado pelo perfil de Lorentz (4.21), com uma definição conveniente do coeficiente de dissipação. Fazendo

uma analogia com o alargamento natural, pode-se mostrar que a FWHM neste caso pode ser escrita

$$\Delta\nu_h = \frac{n\sigma}{\pi} \sqrt{\frac{2kT}{m}} = \frac{n\sigma}{\pi} b \quad (4.23)$$

$$\Delta\lambda_h = \frac{\lambda^2}{c} \frac{n\sigma}{\pi} \sqrt{\frac{2kT}{m}} = \frac{\lambda^2}{c} \frac{n\sigma}{\pi} b \quad (4.24)$$

onde σ é a seção de choque para as colisões com as partículas do meio.

► EXEMPLO 4.5 - A linha H α na atmosfera solar

Vamos considerar a linha H α ($\lambda = 6563 \text{ \AA} = 656.3 \text{ nm}$) em absorção na fotosfera solar (figura 4.8), admitindo uma temperatura $T = 5800 \text{ K}$. De (4.14), o parâmetro $b = 9.79 \times 10^5 \text{ cm/s} \simeq 9.8 \text{ km/s}$ usando $m_H = 1.67 \times 10^{-24} \text{ g}$. A largura Doppler é $\Delta\nu_D = 1.49 \times 10^{10} \text{ cm/s}$, a FWHM dada por (4.20) é $\Delta\nu_h(D) = 2.48 \times 10^{10} \text{ Hz}$, correspondendo a

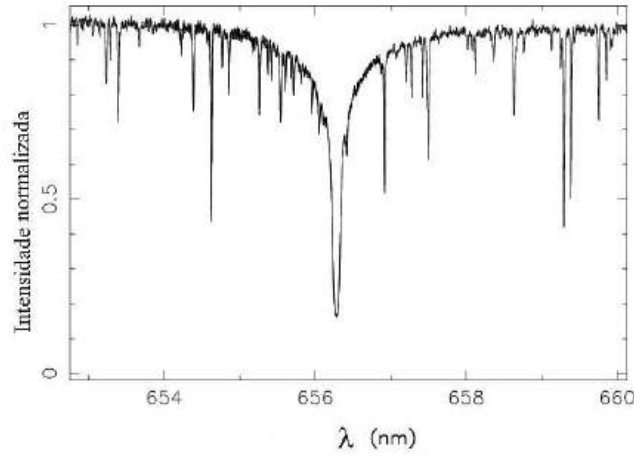


Figura 4.8 - A linha H-alfa do H em absorção na fotosfera solar.

$$\Delta\lambda_h(D) = \lambda_{jk} \frac{\Delta\nu_h(D)}{\nu_{jk}} = \lambda_{jk}^2 \frac{\Delta\nu_h(D)}{c} \simeq 3.6 \times 10^{-9} \text{ cm} = 0.36 \text{ \AA}$$

A largura natural desta linha pode ser estimada por $\Delta\nu_h(N) = \Gamma_k/2\pi \simeq A_{kj}/2\pi = 1.6 \times 10^7 \text{ Hz}$, onde usamos $A_{kj} \simeq 1.0 \times 10^8 \text{ Hz}$. Portanto, a largura

natural de $H\alpha$ em angstroms é $\Delta\lambda_h(N) = \lambda_{jk}^2 \Delta\nu_h(N)/c \simeq 2.3 \times 10^{-12} \text{ cm} = 2.3 \times 10^{-4} \text{ \AA}$, cerca de 1500 vezes menor que a largura $\Delta\nu_h(D)$ correspondente. Tomando $\sigma \simeq \pi(2a_0)^2 = 3.5 \times 10^{-16} \text{ cm}^2$, onde $a_0 = 5.3 \times 10^{-9} \text{ cm}$ é o raio de Bohr, e admitindo uma densidade típica $n \simeq 1.5 \times 10^{17} \text{ cm}^{-3}$ para a fotosfera solar, temos de (4.23) que a FWHM para o alargamento de pressão nestas condições é $\Delta\lambda_h(P) \simeq 2.3 \times 10^{-12} \text{ cm} = 2.3 \times 10^{-4} \text{ \AA}$, semelhante ao valor da largura natural da linha.

► EXEMPLO 4.6 - Largura Natural da linha $H\beta$

Considerando novamente a linha espectral $H\beta$ do Exemplo 4.4, podemos estimar a largura natural da linha por

$$\Delta\lambda_N = \frac{\lambda_0^2}{c} \Delta\nu_N = \frac{\lambda_0^2}{c} \frac{\Gamma}{2\pi} \simeq \frac{\lambda_0^2}{c} \frac{\gamma}{2\pi} \quad (4.25)$$

com $\Gamma \simeq \gamma$ e usando a relação clássica temos

$$\gamma = \frac{2e^2(2\pi\nu)^2}{3m_e c^3} \quad (4.26)$$

$$\Delta\lambda_N = \frac{4\pi e^2}{3m_e c^2} \simeq 1.18 \times 10^{-12} \text{ cm} \simeq 1.18 \times 10^{-4} \text{ \AA} \quad (4.27)$$

onde e e m_e são a carga e massa do elétron, respectivamente.

► EXEMPLO 4.7 - A linha Lyman- α interestelar

A linha Lyman- α do H envolve uma transição entre dois níveis j e k , cujos parâmetros são: $\lambda_{jk} = 1215.67 \text{ \AA}$, $g_j = 2$, $g_k = 6$ e $A_{kj} = 6.265 \times 10^8 \text{ s}^{-1}$. A força de oscilador f_{jk} para esta linha é

$$f_{jk} = \frac{m_e c}{8\pi^2 e^2} \frac{g_k}{g_j} A_{kj} \lambda_{jk}^2 \simeq 0.417 \quad (4.28)$$

Este resultado pode ser comparado com o valor $f_{jk} = 0.4162$ (D. C. Morton, W. H. Smith, *Astrophys. J. Suppl.* 233, 26, 1973). Analogamente a constante de dissipação Γ_k é $\Gamma_k = \sum_{j < k} A_{kj} = 6.265 \times 10^8 \text{ s}^{-1} \simeq 0.6 \text{ GHz}$. Considerando uma nuvem interestelar de H com uma temperatura cinética $T = 80 \text{ K}$ a largura Doppler $\Delta\nu_D$ é

$$\Delta\nu_D = \sqrt{\frac{2kT}{m_H}} \frac{1}{\lambda_{jk}} = 9.46 \times 10^9 \text{ s}^{-1} \simeq 9.5 \text{ GHz} \quad (4.29)$$

Em uma região nas asas radiativas da linha, onde $\Delta\nu \simeq 10 \Delta\nu_D$, temos $\Delta\nu \simeq 9.46 \times 10^{10} \text{ s}^{-1}$, $(\Delta\nu)^2 \simeq 8.95 \times 10^{21} \text{ s}^{-2}$, $(\Gamma_k/4\pi)^2 = 2.49 \times 10^{15} \text{ s}^{-2}$, portanto $(\Delta\nu)^2 \gg (\Gamma_k/4\pi)^2$. Vamos admitir que todo o H está no estado fundamental, com uma densidade de coluna $N_H = 3 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$. Nesse caso, a profundidade óptica nas asas da linha é

$$\tau_\nu \simeq \frac{e^2 \lambda^4 f_{jk} N_j \Gamma_k}{4 \pi m_e c^3 (\Delta\lambda)^2} = \frac{e^2 f_{jk} N_j \Gamma_k}{4 \pi m_e c (\Delta\nu)^2} \simeq 5.87 \times 10^3 \quad (4.30)$$

ou seja, toda a radiação é absorvida, e a intensidade transmitida é essencialmente nula, $I_\nu/I_{\nu_0} \simeq e^{-\tau_\nu} \simeq 0$.

► EXEMPLO 4.8 - A linha H76 α em regiões HII

A linha H76 α do H é produzida no processo de recombinação do nível $n_k = 77$ para o nível $n_j = 76$, de modo que a frequência da linha é

$$\nu_{jk} = R Z^2 \left(\frac{1}{n_j^2} - \frac{1}{n_k^2} \right) = 1.47 \times 10^{10} \text{ Hz} \quad (4.31)$$

onde $R = 3.29 \times 10^{15} \text{ s}^{-1}$ é a constante de Rydberg. O comprimento de onda associado é $\lambda_{jk} = c/\nu_{jk} = 2.04 \text{ cm}$, e a energia envolvida na transição é $E_{jk} = h \nu_{jk} = 9.75 \times 10^{-17} \text{ erg} = 6.09 \times 10^{-5} \text{ eV}$. A força de oscilador calculada para a transição é $f_{jk} \simeq 14.785$ (H.C. Goldwire, Ap. J. Suppl. 152, 445, 1968), de modo que o coeficiente A_{kj} de Einstein é

$$A_{kj} = \frac{8\pi^2 e^2 \nu_{jk}^2}{m_e c^3} \frac{g_j}{g_k} f_{jk} = 2.29 \text{ s}^{-1} \quad (4.32)$$

onde usamos $g_j/g_k = 76^2/77^2 = 0.97$ e as relações (3.44)-(3.46). Portanto, a energia emitida em um segundo em cada transição é de $E = h \nu_j A_{kj} \simeq 2.23 \times 10^{-16} \text{ erg}$.

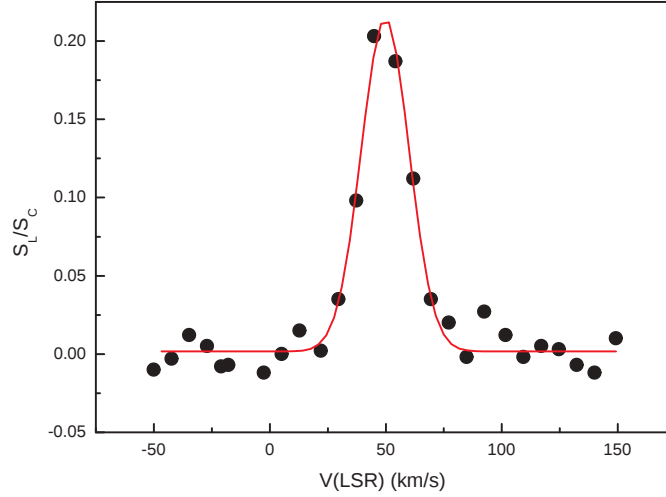


Figura 4.9 - A linha H76 α na direção de G34.26+0.15A.

Esta linha pode ser observada na direção de regiões HII ou regiões de formação estelar, como visto no espectro da figura 4.9 para o objeto G34.26+0.15 A (fluxo relativo ao contínuo em função da velocidade LSR, M. Sewilo et al., *Astrophys. J.* 605, 285, 2004). Este objeto está associado a uma região HII compacta, ou região de gás quente ionizado, e a linha do H pode ser observada em emissão. Neste caso podem ser determinados parâmetros como a a velocidade e a temperatura eletrônica do gás responsável pela emissão. A $\text{FWHM} = 22.8 \text{ km/s}$, e admitindo alargamento Doppler (ver seção 4.3.3), temos $\Delta\nu_h = 1.12 \times 10^6 \text{ Hz}$ e $b = 1.37 \times 10^6 \text{ cm/s}$, de modo que a temperatura eletrônica do gás ionizado seria $T_e \simeq 11400 \text{ K}$, típica de uma região HII.

4.3.5 O PERFIL DE VOIGT

No caso mais geral, além do alargamento natural ou radiativo e do alargamento Doppler térmico (ou eventualmente turbulento, ver a seção 4.5.2), outros mecanismos podem atuar no processo de formação da linha espectral. Por exemplo, campos magnéticos podem causar um alargamento do tipo Zeeman, e meios com altas densidades podem causar um alargamento colisional, como nas atmosferas estelares. Discussões sobre os diversos tipos de alargamento podem ser encontrados em Lang (1978) e Rybicki e Lightman (1979). De maneira aproximada, podemos dizer que o perfil é dado pela expressão (4.18)

nas regiões centrais da linha espectral, onde o coeficiente de absorção é maior. Próximo das asas da linha, ou seja, nas regiões onde $\Delta\nu \gg \Delta\nu_D$, o alargamento natural é dominante, e o perfil é dado essencialmente por (4.21). No caso mais geral, ou intermediário, podemos combinar estas duas expressões e obter o *perfil de Voigt*

$$\phi(\Delta\nu) = \frac{1}{\sqrt{\pi} \Delta\nu_D} H(a, u) \quad (4.33)$$

onde $H(a, u)$ é a *função de Hjerting*

$$H(a, u) = \frac{a}{\pi} \int_{-\infty}^{\infty} \frac{e^{-x^2} dx}{a^2 + (u - x)^2} \quad (4.34)$$

onde usamos a constante adimensional

$$a = \frac{\Gamma_k}{4\pi \Delta\nu_D} \quad (4.35)$$

e definimos

$$u = \frac{\nu - \nu_{jk}}{\Delta\nu_D} = \frac{\Delta\nu}{\Delta\nu_D} \quad (4.36)$$

Na maior parte dos casos de interesse astrofísico, a constante $a \ll 1$, e o perfil de Voigt reduz-se ao perfil Doppler no centro da linha e ao perfil de Lorentz na região das asas radiativas. Por exemplo, para o caso da linha K do Ca II no Exemplo 4.3, $\Gamma_k \sim 1.6 \times 10^8 \text{ s}^{-1}$, de modo que $a \sim 0.02$. A região de transição pode ser estimada igualando os perfis (4.18) e (4.21). Como resultado, para valores pequenos de a , obtemos $u \simeq 3$ ou $\Delta\nu \simeq 3\Delta\nu_D$, ou seja, o perfil é Doppler para $\Delta\nu \lesssim 3\Delta\nu_D$, e Lorentz para $\Delta\nu \gtrsim 3\Delta\nu_D$.

4.4 LARGURA EQUIVALENTE

A medida da intensidade da radiação emitida ou absorvida em uma linha espectral pode ser caracterizada por um único parâmetro, a *largura equivalente*. Vamos considerar uma linha espectral, como mostrado na figura 4.10. I_c é a intensidade no contínuo, e I_λ é a intensidade na linha para o comprimento de onda λ . A área S mostrada na figura pode ser escrita como

$$S = \int I_c d\lambda - \int I_\lambda d\lambda = \int (I_c - I_\lambda) d\lambda \quad (4.37)$$

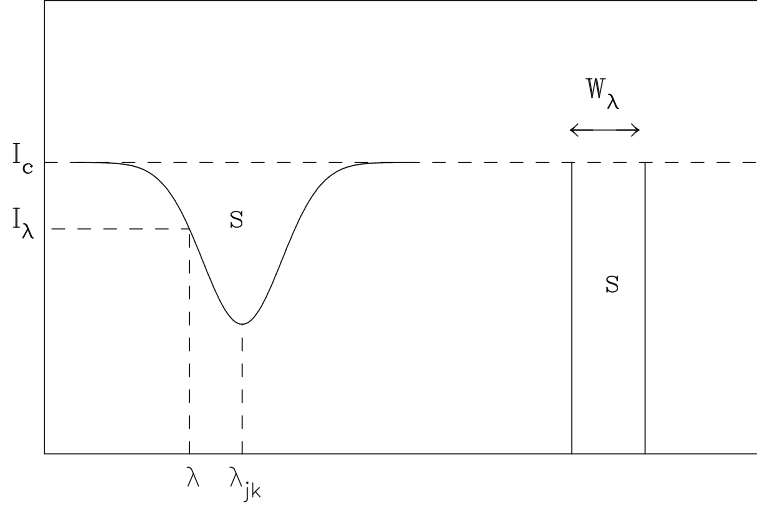


Figura 4.10 - Definição da largura equivalente.

onde as integrais devem ser feitas em toda a extensão da linha. Vamos imaginar uma linha “retangular” de largura W_λ e altura I_c como indicado na figura, tal que a área total desta linha seja igual à área S . Temos então

$$S = \int (I_c - I_\lambda) d\lambda = W_\lambda I_c \quad (4.38)$$

de onde obtemos

$$W_\lambda = \frac{1}{I_c} \int (I_c - I_\lambda) d\lambda = \int \frac{I_c - I_\lambda}{I_c} d\lambda = \int \left(1 - \frac{I_\lambda}{I_c}\right) d\lambda \quad (4.39)$$

definindo a profundidade da linha por

$$A_\lambda = 1 - \frac{I_\lambda}{I_c} \quad (4.40)$$

temos que no centro da linha, $I_\lambda \ll I_c$ e $A_\lambda \rightarrow 1$, enquanto que nas asas da linha, $I_\lambda \simeq I_c$ e $A_\lambda \rightarrow 0$. Em termos da profundidade da linha, a largura equivalente pode ser escrita

$$W_\lambda = \int A_\lambda d\lambda \quad (4.41)$$

Considerando a solução da equação de transporte (1.49) e uma linha de absorção pura, onde $S_\nu = 0$, temos $I_\lambda = I_c e^{-\tau_\nu}$, e a largura equivalente fica

$$W_\lambda = \int \left(1 - \frac{I_\lambda}{I_c}\right) d\lambda = \int (1 - e^{-\tau_\nu}) d\lambda = \frac{\lambda_{jk}^2}{c} \int (1 - e^{-\tau_\nu}) d\nu \quad (4.42)$$

A largura equivalente dá uma medida direta da energia total absorvida na linha espectral, e depende da densidade de partículas nos níveis responsáveis pela absorção.

► EXEMPLO 4.9 - Largura equivalente da linha Lyman- α interestelar

Podemos estimar a largura equivalente de uma linha espectral usando o espectro mostrado na figura 4.11, onde vemos a linha Lyman- α ($\lambda = 1216 \text{ \AA}$) em absorção de origem interestelar na direção da estrela central da nebulosa planetária NGC 2392, obtido com o *International Ultraviolet Explorer* (IUE) (ver Exemplo 4.7). A estrela é muito quente, com uma temperatura acima de 70 000 K, portanto, com uma emissão considerável nesta parte do espectro. Aplicando a relação (4.38), obtemos a largura equivalente $W_\lambda \simeq 10 \text{ \AA}$.

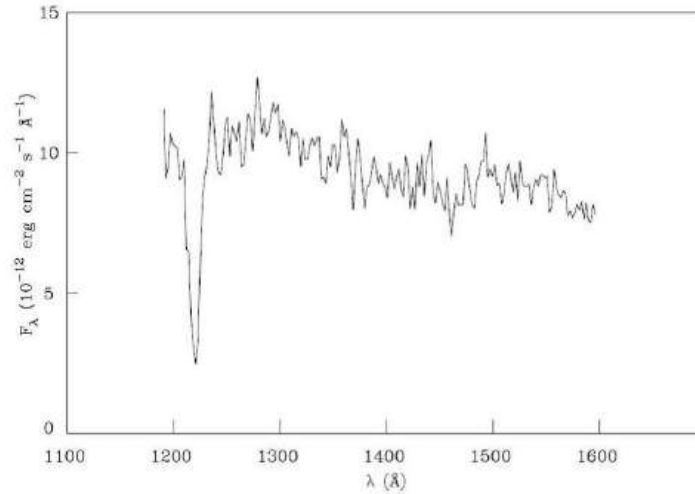


Figura 4.11 - A linha Lyman alfa em absorção interestelar na direção de NGC 2392.

A partir da figura 4.11 podemos estimar o fluxo no contínuo na região da linha, que é aproximadamente $F_c \simeq 10 (10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1})$. A área S dentro da linha pode ser estimada por $S \simeq 100 (10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})$. Aplicando a relação (4.38) obtemos $W_\lambda \simeq S/F_c \simeq 100/10 \simeq 10 \text{ Å}$. A área S é uma medida da energia absorvida pelos átomos do H interestelar, mais exatamente do fluxo da radiação da estrela removido do feixe que atravessa a nuvem interestelar.

O valor estimado, $S \simeq 10^{-10} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ pode ser comparado com o fluxo total na superfície da estrela, $F \simeq \sigma T_{ef}^4 \simeq (5.67 \times 10^{-5}) (70000)^4 \simeq 1.36 \times 10^{15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. Pode também ser comparado com o fluxo total que efetivamente seria observado se não houvesse extinção interestelar, dado por $F(d) \simeq F(R) (R/d)^2$, onde R é o raio da estrela e d sua distância até nós. Adotando uma luminosidade típica para a estrela central $L \simeq 10^3 L_\odot$, temos que $L = 4\pi R^2 F(R)$, ou seja, $R \simeq \sqrt{L/[4\pi F(R)]} \simeq 1.5 \times 10^{10} \text{ cm}$. Tomando uma distância $d \simeq 1.0 \text{ kpc}$, temos $F(d) \simeq (1.36 \times 10^{15}) (1.5 \times 10^{10}/3.08 \times 10^{21})^2 \simeq 3.2 \times 10^{-8} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. Portanto, o fluxo correspondente à linha Lyman do hidrogênio é cerca de 320 vezes menor que o fluxo total observado na distância d .

► EXEMPLO 4.10 - Densidade de coluna na direção de NGC 2371

A figura 4.12 mostra a variação da temperatura de brilho T_b com a velocidade relativa ao *Local Standard of Rest*, ou Padrão Local de Repouso (LSR) na direção da nebulosa planetária NGC 2371, obtida a partir da linha de 21 cm do H em emissão. A partir destes dados vamos estimar a densidade de coluna de H na direção deste objeto.

Vamos inicialmente admitir uma única nuvem interestelar na direção considerada e obter um ajuste gaussiano. Neste caso temos

$$T_b = \frac{A}{w \sqrt{\pi/2}} e^{-\frac{2(v-v_c)^2}{w^2}} \quad (4.43)$$

com o resultado $A = 231.83$, $w = 17.41$ $v_c = 2.73$. A densidade de coluna do H é

$$N_H \simeq 1.8 \times 10^8 \int T_b dv \simeq 4.17 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2} \quad (4.44)$$

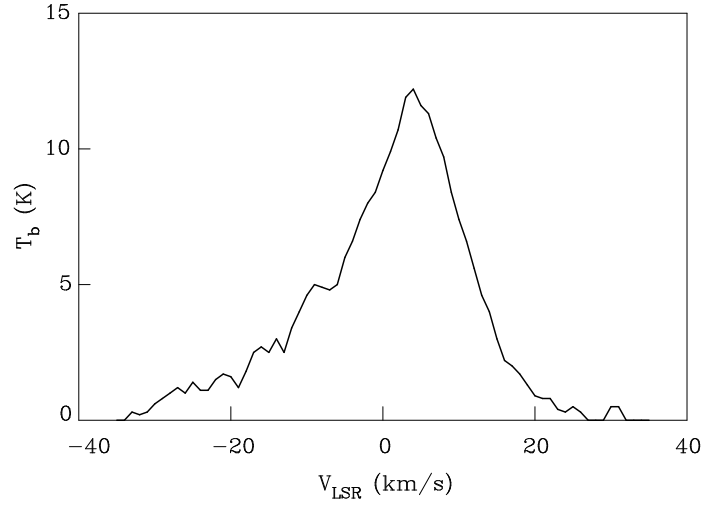


Figura 4.12 - Variação da temperatura de brilho na direção de NGC 2371.

Vamos agora considerar um modelo mais preciso, admitindo que existem quatro nuvens interestelares nesta direção, o que parece mais razoável em vista do perfil mostrado na figura. Obtemos então os resultados mostrados na tabela 4.3, de modo que a densidade total é $N_H \simeq 4.38 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$.

	A	w	v_c	$N_H \text{ (cm}^{-2}\text{)}$
1	194.54	13.49	4.08	3.50×10^{20}
2	26.27	6.98	-9.88	4.73×10^{19}
3	3.91	2.59	-16.19	7.03×10^{18}
4	20.20	11.30	-22.21	3.33×10^{19}
				total: 4.38×10^{20}

Tabela 4.3 - Densidade de coluna de H na direção de NGC 2371.

4.5 CURVA DE CRESCIMENTO

4.5.1 A CURVA DE CRESCIMENTO TEÓRICA

A relação entre W_λ (ou W_λ/λ_{jk}) e o número efetivo de átomos absorvedores $N_j f_{jk}$ é a chamada *curva de crescimento*, que tem grande utilidade na determinação de abundâncias químicas. O parâmetro f_{jk} é novamente a força

de oscilador da transição (ver equação 4.4). A expressão geral desta curva depende da solução da equação de transporte na linha espectral. Entretanto, uma expressão simples pode ser obtida no caso de *linhas fracas*, onde a profundidade óptica é $\tau_\nu \ll 1$ em toda a linha, tanto no carvão quanto nas asas da linha. Neste caso, de (4.42)

$$\frac{W_\lambda}{\lambda_{jk}} = \frac{\lambda_{jk}}{c} \int (1 - e^{-\tau_\nu}) d\nu \simeq \frac{\lambda_{jk}}{c} \int \tau_\nu d\nu \quad (4.45)$$

usando (4.8)

$$\frac{W_\lambda}{\lambda_{jk}} \simeq \frac{\lambda_{jk}}{c} N_j \sigma \quad (\tau_\nu \ll 1) \quad (4.46)$$

desprezando novamente as emissões induzidas, e usando (4.4), temos

$$\frac{W_\lambda}{\lambda_{jk}} \simeq \frac{\pi e^2}{m_e c^2} N_j f_{jk} \lambda_{jk} \quad (4.47)$$

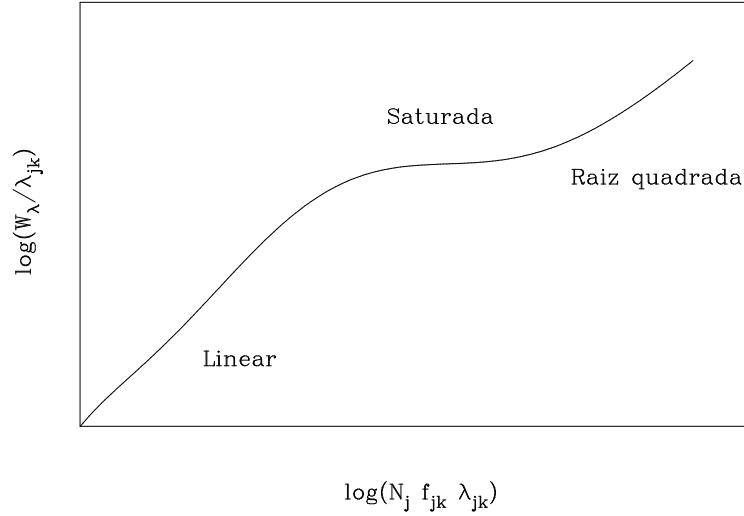


Figura 4.13 - Curva de crescimento esquemática.

válida, portanto, para *linhas fracas*, com $\tau_\nu \ll 1$. Isto significa que W_λ/λ_{jk} é proporcional a $N_j f_{jk}$, correspondendo à *parte linear* da curva de crescimento, como pode ser visto na curva esquemática da figura 4.13.

No caso mais geral, a integral (4.42) envolvendo τ_ν é mais complexa, e depende do perfil $\phi(\Delta\nu)$ admitido. Vamos considerar o caso do perfil Doppler (4.18), e linhas moderadamente fortes, em que o número de partículas absorvedoras na linha de visada é suficientemente grande para que a profundidade óptica central $\tau_0 \gg 1$, mas $\tau_\nu \lesssim 1$ nas asas da linha. Podemos mostrar então que

$$\frac{W_\lambda}{\lambda_{jk}} \simeq \frac{2b}{c} \left[\ln \left(\frac{\pi e^2}{m_e c b \sqrt{\pi}} N_j f_{jk} \lambda_{jk} \right) \right]^{1/2} \quad (4.48)$$

válida para *linhas moderadamente fortes, com $\tau_0 \gg 1$, $\tau_\nu \lesssim 1$ e perfil Doppler* (ver Maciel 2002 para uma discussão mais completa). Vemos que W_λ/λ_{jk} cresce muito lentamente com $N_j f_{jk}$, pois toda a energia disponível nas regiões centrais da linha já foi absorvida, e o aumento do número de átomos absorvedores não produz efeito considerável. Diz-se que a linha está *saturada*, e (4.48) corresponde à *parte de saturação, ou plana* da curva de crescimento (ver figura 4.13). Note-se que, nesta região, W_λ/λ_{jk} é proporcional ao parâmetro b , definido em (4.14).

Finalmente, para linhas muito fortes, $\tau_0 \gg 1$ e $\tau_\nu \gg 1$ também para as asas radiativas da linha, e $\tau_\nu \sim 1$ longe do comprimento de onda central λ_{jk} . Neste caso obtemos

$$\frac{W_\lambda}{\lambda_{jk}} = \frac{\lambda_{jk}}{c} \left(\frac{N_j \sigma \Gamma_k}{\pi} \right)^{1/2} \quad (4.49)$$

que é uma expressão válida para *linhas muito fortes, em que $\tau_\nu \gg 1$* , onde Γ_k é novamente o coeficiente de dissipação quântico (ver eq. 4.21). A relação (4.49) corresponde à *parte raiz quadrada* da curva de crescimento (figura 4.13).

► **EXEMPLO 4.11** - Densidade de coluna de H e a linha Lyman- α interestelar

Vimos no Exemplo 4.9 uma estimativa da largura equivalente da linha Lyman- α interestelar, resultando $W_\lambda \simeq 10 \text{ \AA}$. Podemos usar este resultado para estimar a densidade de coluna do H interestelar, usando a relação (4.49), uma vez que a linha é saturada, ocupando a região de raiz quadrada da curva de crescimento. Considerando um átomo com apenas dois níveis, onde $\Gamma_k = A_{kj}$, e usando as relações (4.49), (4.4), assim como a relação entre o coeficiente de emissão de Einstein A_{kj} e a força de oscilador (Exercício 4.1), obtemos o resultado

$$W_\lambda = \frac{2\pi e^2}{m_e c^2} f_{jk} \lambda_{jk} \left(2 \frac{g_j}{g_k} N_j \right)^{1/2} \quad (4.50)$$

onde g_j e g_k são os pesos estatísticos dos níveis j e k , respectivamente. Aplicando esta relação para a linha Lyman- α , e lembrando que o estado excitado com $n = 2$ corresponde a um dubleto com níveis $2^2P_{1/2}$ e $2^2P_{3/2}$, temos $g_j = 2$, $g_k = 6$, e $g_j/g_k = 1/3$. Usando ainda $f_{jk} = 0.4162$ e $\lambda_{jk} = 1215.67 \text{ \AA}$, temos

$$W_\lambda = 7.3 \times 10^{-10} \sqrt{N_j} \quad (4.51)$$

$$N_j = 1.9 \times 10^{18} W_\lambda^2 \quad (4.52)$$

onde a largura equivalente W_λ está em $\text{\AA}$ e a densidade de coluna $N_j \simeq N(\text{HI})$ está em cm^{-2} . Com $W_\lambda = 10 \text{ \AA}$, obtemos então $N(\text{HI}) \simeq 1.9 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$. Admitindo que a distância da nebulosa é $d \simeq 1.0 \text{ kpc}$ e que o gás está uniformemente distribuído, obtemos uma densidade volumétrica média $N(\text{HI})/d \simeq 0.1 \text{ cm}^{-3}$. Considerando uma nuvem “típica” com dimensões de 10 pc , a densidade resultante é de 6 cm^{-3} .

4.5.2 VELOCIDADE TÉRMICA E TURBULENTA

Além das velocidades macroscópicas, incluídas no perfil Doppler, pode haver no meio interestelar e nas estrelas uma componente de (micro)turbulência, que tende a complicar o perfil de uma linha de absorção. Se a turbulência for representada por uma velocidade média (rms), $\langle v_t \rangle^{1/2}$, e a velocidade tiver uma distribuição maxwelliana, o perfil Doppler térmico-turbulento será ainda o perfil dado por (4.18), mas a largura Doppler é agora

$$\Delta\nu_D = \frac{\nu_{jk}}{c} \left[\frac{2kT}{m} + \langle v_t^2 \rangle \right]^{1/2} \quad (4.53)$$

Portanto, quanto mais alta a velocidade de turbulência, maior será a largura Doppler da linha, ou seja, a diferença em relação à frequência central ν_{jk} , para que a intensidade seja diminuída por um fator e . Neste caso, é necessária uma densidade de coluna de átomos absorvedores *maior* para que a linha seja saturada.

► EXEMPLO 4.12 - Microturbulência na linha $\lambda = 1206 \text{ \AA}$ do Si III

Vamos considerar a linha do Si III com $\lambda = 1206 \text{ \AA}$ em uma nuvem interestelar com $T = 80 \text{ K}$, e estimar o valor necessário da velocidade de turbulência para que a largura Doppler aumente por um fator dois. De (4.14) e (4.17) a largura Doppler é dada por

$$\Delta\nu_D = \frac{1}{\lambda} \left(\frac{2kT}{m} \right)^{1/2} \quad (4.54)$$

incluindo a turbulência, a relação é (4.53). Com $\lambda = 1206 \text{ \AA} = 1.206 \times 10^{-5} \text{ cm}$, $T = 80 \text{ K}$, $m = 28 m_H$ e $(\Delta\nu_D)' = 2 \Delta\nu_D$, temos

$$\frac{1}{\lambda} \left(\frac{2kT}{m} + v_t^2 \right)^{1/2} = \frac{2}{\lambda} \left(\frac{2kT}{m} \right)^{1/2}$$

de onde obtemos

$$v_t = \sqrt{\frac{6kT}{m}} = 3.8 \times 10^4 \text{ cm/s} = 0.38 \text{ km/s}$$

com $\Delta\nu_D = 1.8 \times 10^9 \text{ Hz}$, $(\Delta\nu_D)' = 3.6 \times 10^9 \text{ Hz}$.

(c) A curva de crescimento empírica

A curva de crescimento teórica discutida acima admite um perfil Doppler, que não é necessariamente realístico. Na prática, usa-se o método da *curva de crescimento empírica*, agrupando átomos que provavelmente tenham a mesma distribuição de velocidades e calculando-se uma curva (ou trechos de uma curva) de crescimento para esses átomos. Por exemplo, em regiões H I, os íons no estágio de ionização dominante devem ser N I, O I, Mg II, Si II, Al I, Ar I, S II, Fe II, C II e Na II; os íons em estágios de ionização não dominantes são Mg I, Si I, C I, Na I, S I, K I e Fe I. Estes dois grupos devem em princípio definir duas curvas de crescimento, se suas abundâncias relativas forem iguais nas nuvens.

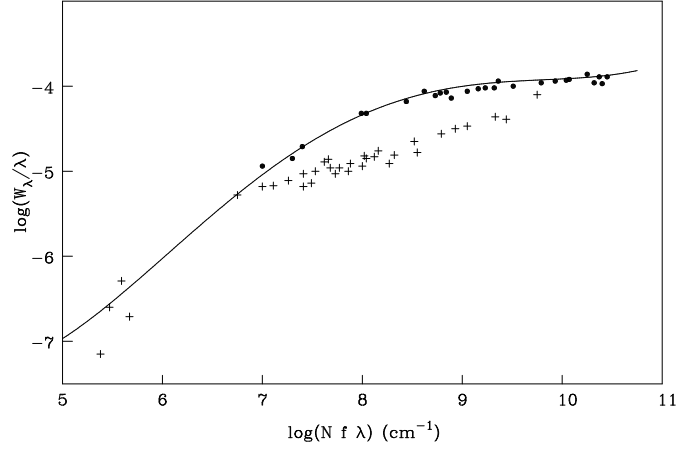


Figura 4.14 - Curva de crescimento empírica.

Para cada grupo fazemos o gráfico dos valores observados da largura equivalente, $\log(W_\lambda/\lambda_{jk})$ em função de $\log(f_{jk}\lambda_{jk})$ para as linhas disponíveis. Para cada íon obtemos um trecho da curva de crescimento, e N_j pode ser determinada deslocando-se as diferentes seções da curva ao longo do eixo das abscissas, até obter um acordo entre os diferentes íons. Obtida a curva, podemos ajustar, por exemplo, um perfil teórico e determinar a temperatura das nuvens. Este método foi aplicado inicialmente ao meio interestelar por Strömgren em 1948. Mais recentemente, tem sido aplicado às observações no ultravioleta feitas por satélites.

A figura 4.14 mostra uma curva de crescimento empírica para a linha de visada de ζ Oph. Nesta figura, os círculos cheios representam átomos no estágio de ionização dominante e as cruzes são os átomos neutros desses íons. A linha sólida é uma curva teórica caracterizada por uma distribuição de velocidades maxwelliana, com $b = 6.5$ km/s (ver a equação 4.14).

4.6 LINHAS ESPECTRAIS EM ATMOSFERAS ESTELARES

No capítulo 3 consideramos o caso de uma atmosfera estelar cinza, em que o coeficiente de absorção não depende da frequência. No caso mais geral, de uma atmosfera não-cinza, obtemos equações como (3.25), mas neste caso o fluxo monocromático F_ν não pode ser considerado constante, havendo uma redistribuição entre as diferentes frequências.

Vamos considerar aqui alguns aspectos mais simples do caso não-cinza para ilustrar a formação das linhas espectrais. Da equação (3.7), temos que (ver Choudhuri 2010, cap. 2)

$$I_\nu(0, 1) \simeq B_\nu(\tau_\nu = 0) + \frac{dB_\nu}{d\tau_\nu} \quad (4.55)$$

expandindo a função de Planck $B_\nu(\tau_\nu = 1)$ em série de Taylor em torno de $\tau_\nu = 0$ e desprezando os termos de ordem superior a um, temos

$$B_\nu(\tau_\nu = 1) \simeq B_\nu(\tau_\nu = 0) + \frac{dB_\nu}{d\tau_\nu} \quad (4.56)$$

$$I_\nu(0, 1) \simeq B_\nu(\tau_\nu = 1) \quad (4.57)$$

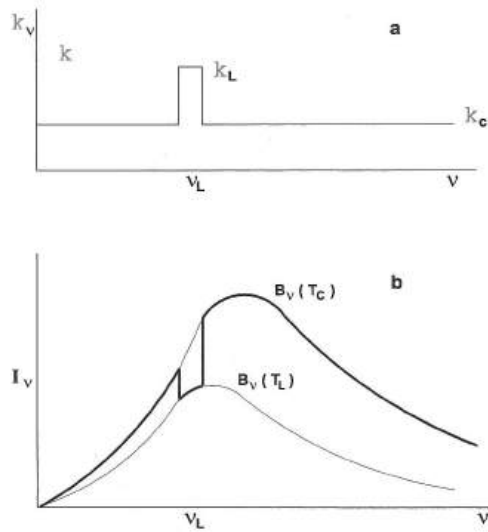


Figura 4.15 - Formação de uma linha espectral em uma atmosfera estelar.

isto é, a intensidade específica emergente de uma atmosfera estelar na frequência ν é aproximadamente igual à função de Planck calculada em uma profundidade óptica unitária. Seja k_c o coeficiente de absorção (cm^{-1}) nas camadas externas de uma atmosfera estelar, admitido constante em todo o espectro contínuo, exceto em uma pequena região em torno da frequência ν , onde o coeficiente de absorção é k_L (figura 4.15a). Da definição da profundidade óptica (ver por exemplo a equação 3.4), temos que $\tau \simeq kx$, onde x é essencialmente a profundidade da atmosfera.

Para $k = k_c$ a profundidade óptica é unitária em $x_c \simeq 1/k_c$, enquanto que na linha espectral isto ocorre para $x_L \simeq 1/k_L$, tal que $x_L \ll x_c$, pois $k_L \gg k_c$.

Em uma atmosfera estelar, a temperatura aumenta com a profundidade. Assim, a emissão de corpo negro na região com profundidade x_c e temperatura T_c é mais intensa que na região com profundidade x_L , onde a temperatura é T_L , tal que $T_c \gg T_L$ (figura 4.15b). Como $I_\nu \simeq B_\nu(\tau_\nu = 1)$, é fácil ver que o espectro emergente terá uma redução na região em torno de ν_0 , formando portanto uma linha espectral.

EXERCÍCIOS

- 4.1 Prove as relações abaixo entre os coeficientes de Einstein e a força de oscilador. Sugestão: Use as relações (4.3), (4.4) e (3.44–3.46).

$$B_{jk} = \frac{\pi e^2}{m_e h \nu_{jk}} f_{jk}$$

$$B_{kj} = \frac{\pi e^2}{m_e h \nu_{jk}} \frac{g_j}{g_k} f_{jk}$$

$$A_{kj} = \frac{8\pi^2 e^2 \nu_{jk}^2}{m_e c^3} \frac{g_j}{g_k} f_{jk}$$

- 4.2 A linha $H\alpha$ do hidrogênio ($\lambda = 6563 \text{ \AA}$) é uma das linhas espectrais mais brilhantes em muitas estrelas e nebulosas. Mostre que esta linha corresponde à transição entre os níveis caracterizados pelos números quânticos principais $n = 2$ e $n = 3$.
- 4.3 Mostre que o perfil Doppler (4.18) é normalizado.
- 4.4 Mostre que o perfil de Lorentz (4.21) é normalizado, e que a FWHM neste caso é $\Delta\nu_h = \Gamma_k/2\pi$.
- 4.5 As linhas D1 ($\lambda = 5896 \text{ \AA}$) e D2 ($\lambda = 5890 \text{ \AA}$) do Na I são formadas a partir do estado fundamental, e a força de oscilador de D2 é o dobro da força de oscilador de D1. Determine a razão das larguras equivalentes dessas linhas, W_{D2}/W_{D1} nos seguintes casos: (a) linhas fracas, na parte linear da curva de crescimento; (b) linhas moderadamente fortes, na parte de saturação da curva de crescimento.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- CARROLL, B. W., OSTLIE, D. A. 2014, *An Introduction to Modern Astrophysics*, Pearson
- CHOUDHURI, A. R. 2010, *Astrophysics for Physicists*, CUP
- COX, A. N., 2000, *Allen's Astrophysical Quantities*, AIP
- LANG, K. R. 1978, *Astrophysical Formulae*, Springer
- MACIEL, W. J. 2002, *Astrofísica do Meio Interestelar*, Edusp (edição em inglês: *Astrophysics of the Interstellar Medium*, Springer 2013)
- RYBICKI, G. B., LIGHTMAN, A. P. 1979, *Radiative Processes in Astrophysics*, Wiley
- SWIHART, T. L. 1968, *Astrophysics and Stellar Astronomy*, Wiley
- ZEILIK, M., GREGORY, S. A. 1998, *Introductory Astronomy and Astrophysics*, Brooks Cole

VENTOS ESTELARES

5.1 INTRODUÇÃO

A perda de massa é um fenômeno comum às estrelas, podendo ocorrer de forma *catastrófica*, como em uma explosão de supernova, em que a maior parte da massa da estrela é perdida, ou de forma mais discreta e *contínua*, como ocorre no Sol. Em ambos os casos, há um transporte de energia e de quantidade de movimento da estrela para o meio interestelar, além das modificações na composição química do meio causadas pela mistura com os elementos pesados formados nas estrelas. Neste capítulo vamos considerar os processos de perda de massa que ocorrem de *forma contínua*, os quais constituem os *ventos estelares*. Esses processos podem ser observados em estrelas quentes e luminosas, como as supergigantes azuis, em estrelas de tipo solar e em gigantes e supergigantes frias. Algumas referências para o estudo dos ventos estelares incluem Lamers e Cassinelli (1991), Mihalas (1978) e, especialmente Maciel (2005), no qual este capítulo foi baseado.

Entre os mais espetaculares exemplos de ventos estelares estão os ventos de estrelas jovens e quentes, frequentemente associadas com as regiões de formação estelar. Por exemplo, a nebulosa Rosette, ou NGC 2237, é uma nebulosa de emissão brilhante claramente associada a um aglomerado aberto de estrelas, NGC 2244 (figura 5.1a).



Figura 5.1 - (a) A nebulosa Rosette (NGC 2237) com evidências de um vento intenso causado pelas estrelas do aglomerado. (b) A nebulosa RCW 79 em Centaurus, com uma bolha de gás e poeira produzida pelos ventos estelares.

As estrelas deste aglomerado são quentes, brilhantes e jovens, com idades da ordem de 4 milhões de anos, ou seja, muito mais jovens que o Sol, cuja idade é da ordem de 4.5 bilhões de anos. O brilho observado da nebulosa deve-se à fotoionização causada pelos fótons ultravioletas emitidos pelas estrelas do aglomerado. Essas estrelas apresentam um vento muito intenso, como pode ser visto pelo “buraco” formado na região central da nebulosa. Um outro exemplo de uma bolha de gás e poeira formada pelo vento e pela radiação de estrelas jovens e quentes é a nebulosa RCW 79, na constelação Centaurus (figura 5.1b). Nesta imagem do Spitzer Space Telescope, a cor vermelha é devida à emissão infravermelha dos grãos de poeira imersos na nebulosa. Note a presença de estrelas jovens (pontos amarelados na imagem) cuja formação foi acelerada pela expansão do gás em direção ao espaço interestelar.

As principais evidências observacionais quantitativas dos ventos estelares são de natureza espectroscópica. Em particular, observa-se em algumas linhas espectrais a presença de *perfis do tipo P Cygni*, como pode ser visto na figura 5.2, obtida a partir de observações na linha 10 830 Å do He I. Em geral, esses perfis apresentam uma componente em emissão, deslocada para comprimentos de onda maiores com relação ao centro da linha λ_0 , e uma componente em absorção, deslocada para comprimentos de onda menores. Os perfis são interpretados como tendo se originado em um envelope em expansão, onde a absorção é produzida na região A e a emissão na região B, de acordo com a figura 5.3.

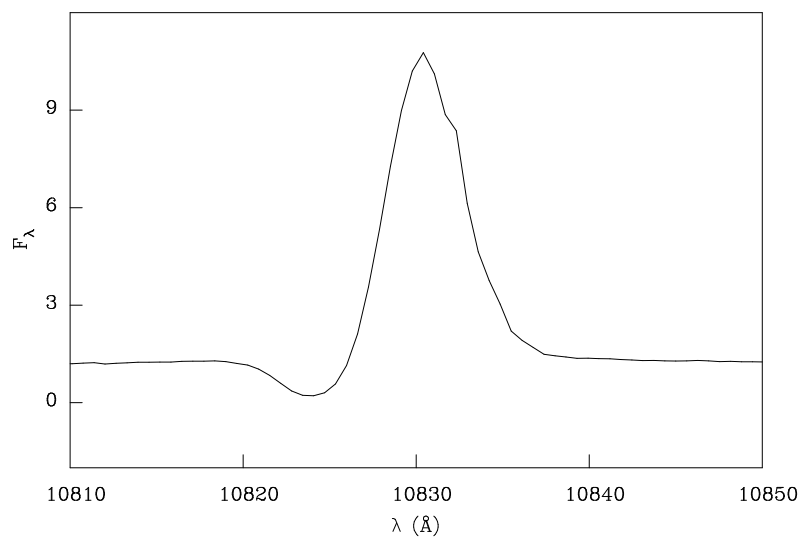


Figura 5.2 - Perfil da linha do He I em 10830Å na estrela P Cyg. O fluxo da estrela está em unidades arbitrárias.

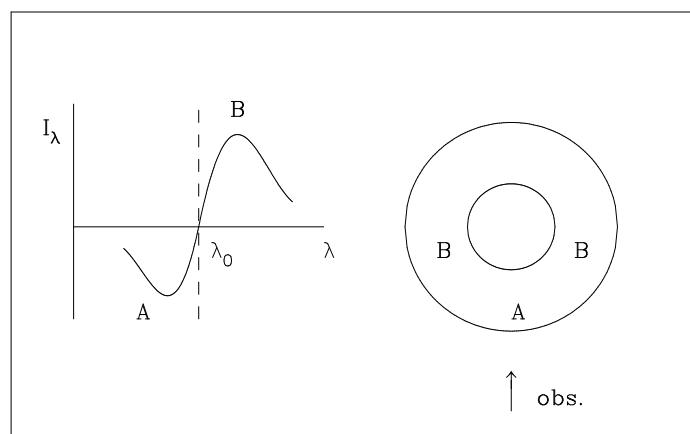


Figura 5.3 - Modelo para a interpretação dos perfis P Cygni. A absorção é produzida na região A, enquanto que a emissão provém da região B.

Este tipo de perfil foi observado na estrela P Cygni, uma variável luminosa azul (LBV, de *Luminous Blue Variable*), que pulsa de maneira irregular ejetando parte de seu envelope para o meio interestelar (figura 5.4). Essas estrelas são raras, embora sua luminosidade seja muito alta, alcançando magnitude absoluta visual $M_v \simeq -10$ no caso de P Cygni.



Figura 5.4 - A estrela LBV P Cygni e seu envelope externo.

Os perfis P Cyg têm grande importância na identificação dos ventos estelares, em particular aplicados às linhas ultravioletas ressonantes em estrelas quentes (O, B, Wolf-Rayet, estrelas centrais de nebulosas planetárias). Essas linhas são geralmente produzidas por *espalhamento ressonante*, em que a absorção de um fóton da fotosfera por um átomo no envelope produz uma fotoexcitação logo seguida por uma desexcitação, com a reemissão do fóton praticamente na mesma frequência do fóton original, desviado pelo efeito Doppler.

Muitos exemplos de linhas com perfis P Cyg são observados, particularmente no espectro ultravioleta de estrelas quentes, como as linhas em $\lambda = 1334.532 \text{ \AA}$ e $1335.708 \text{ \AA}$ do CII ou as linhas em $\lambda = 1238.821 \text{ \AA}$ e $1242.804 \text{ \AA}$ do NV. Dependendo da densidade de coluna do vento na região A (figura 5.3), será produzida uma componente em absorção deslocada para o azul por até cerca de 3000 km/s pelo efeito Doppler. Para densidades colunares altas, $N \geq 10^{15} \text{ cm}^{-2}$, o perfil P Cyg apresenta a componente em emissão deslocada para o vermelho. Em princípio, a velocidade final do escoamento,

a lei de velocidade e, eventualmente, a taxa de perda de massa podem ser determinadas a partir de observações em alta resolução de diferentes íons.

Além dos (i) perfis P Cygni, outras evidências observacionais para o estudo dos ventos estelares incluem (ii) a linha $H\alpha$ em emissão em estrelas quentes (O, B, Wolf-Rayet), com taxas de perda de massa $\dot{M} \geq 10^{-7} M_{\odot}/\text{ano}$; (iii) excesso infravermelho e rádio, no caso de estrelas quentes com ventos ionizados com excesso de radiação infravermelha e rádio, causado pela emissão livre-livre do vento (*Bremsstrahlung*); (iv) emissão molecular em estrelas frias, com ventos lentos, com velocidades $v_f \simeq 10 \text{ km/s}$, e intensos, com taxas de perda de massa $\dot{M} \sim 10^{-6} M_{\odot}/\text{ano}$, com transições rotacionais de moléculas como CO; (v) emissão infravermelha e milimétrica por grãos em gigantes frias, devida aos grãos imersos no envelope em expansão.

O estudo dos ventos estelares compreende basicamente quatro etapas: (i) análise das observações e métodos utilizados para determinar as propriedades dos ventos, (ii) estudo dos mecanismos responsáveis pela ejeção de matéria, (iii) estudo dos efeitos dos ventos sobre as regiões vizinhas do meio interestelar e (iv) estudo dos efeitos dos ventos sobre a evolução das estrelas. Neste capítulo vamos considerar basicamente algumas determinações simples da taxa de perda de massa e o papel dos ventos no transporte de energia.

5.2 A TAXA DE PERDA DE MASSA

De modo geral, as evidências observacionais dos ventos estelares são utilizadas para a determinação da taxa de perda de massa $dM/dt = \dot{M}$ ($M_{\odot}/\text{ano}$) e da velocidade terminal do vento $v = v_f = v_{\infty}$ (km/s). As estrelas de baixa massa ($M < 10 M_{\odot}$) têm taxas muito baixas enquanto na sequência principal, ou $\dot{M} \leq 10^{-10} M_{\odot}/\text{ano}$. Nas fases finais de sua evolução, já no ramo das gigantes, essas taxas podem chegar a cerca de $10^{-6} M_{\odot}/\text{ano}$ ou ainda maiores, como no supervento que dá origem às nebulosas planetárias. Portanto, nas etapas finais, a evolução da estrela é significativamente afetada pela perda de massa. As velocidades de ejeção nessas estrelas são tipicamente da ordem de alguns km/s a dezenas de km/s. Quanto às estrelas muito massivas ($M > 20 M_{\odot}$), já na sequência principal a taxa observada é significativa, podendo atingir cerca de $10^{-5} M_{\odot}/\text{ano}$, afetando portanto sua evolução. Nesse caso, as velocidades finais são muito mais altas, da ordem de alguns milhares de km/s.

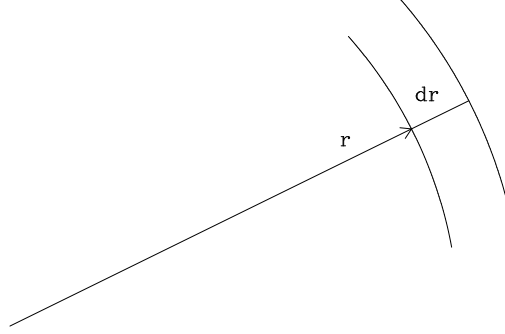


Figura 5.5 - Casca esférica a uma distância r do centro da estrela.

Vamos considerar uma estrela esférica com perda de massa contínua, de modo que a matéria atravessa uma casca esférica de espessura dr , massa dM , situada na posição r , onde a densidade do gás é ρ e a velocidade é $v = dr/dt$ (figura 5.5). Podemos escrever

$$dM = 4\pi r^2 \rho dr \quad (5.1)$$

Seja $dM/dt = \dot{M}$ a *taxa de perda de massa*, medida em g/s ou em $M_\odot/\text{ano}$ ($M_\odot = 1.99 \times 10^{33}$ g). Pela conservação da massa, a equação (5.1) pode ser escrita

$$\frac{dM}{dt} = \dot{M} = 4\pi r^2 \rho \frac{dr}{dt} = 4\pi r^2 \rho v \quad (5.2)$$

Geralmente usamos r em cm e ρ em g/cm³. Considerando que 1 ano = 3.16×10^7 s, vemos que $1 M_\odot/\text{ano} = 6.30 \times 10^{25}$ g/s, podendo escrever as relações

$$\left\{ \begin{array}{l} \frac{dM}{dt} (M_\odot/\text{ano}) \simeq 1.6 \times 10^{-26} \frac{dM}{dt} (\text{g/s}) \\ \frac{dM}{dt} (M_\odot/\text{ano}) \simeq 2.0 \times 10^{-25} r^2 \rho v \quad (v \text{ em cm/s}) \\ \frac{dM}{dt} (M_\odot/\text{ano}) \simeq 2.0 \times 10^{-20} r^2 \rho v \quad (v \text{ em km/s}). \end{array} \right. \quad (5.3)$$

► EXEMPLO 5.1 - O vento solar

O Sol perde massa para o meio interplanetário, o que pode ser observado pelo “vento solar”, um fluxo de partículas carregadas que atinge a órbita da Terra e além dela (cf. Brandt 1970, Carroll e Ostlie 2014, cap. 11, Choudhuri 2010, cap. 4). Podemos usar a expressão (5.3) e estimar a taxa de perda de massa do Sol e, possivelmente, de outras estrelas anãs. A densidade observada de prótons a uma distância de $1 \text{ UA} = 1.5 \times 10^{13} \text{ cm}$ do Sol é $n_p \sim 10 \text{ cm}^{-3}$, com velocidades $v \sim 400 \text{ km/s}$. O fluxo de massa é $j \sim \rho v \sim n_p m_H v \sim 6.7 \times 10^{-16} \text{ g cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. De (5.3), a taxa de perda de massa do Sol é dada por $dM/dt \sim 3.0 \times 10^{-14} M_\odot/\text{ano}$. Sabemos que o Sol e outras estrelas têm uma cromosfera e uma coroa extensa, aquecidas por processos não térmicos. A coroa atinge temperaturas da ordem de um milhão de graus, muito superior à temperatura média do meio interplanetário, e sua evaporação constitui o vento solar (figura 5.6).



Figura 5.6 - A coroa solar no eclipse de novembro de 1994 em Chapecó, SC.

► EXEMPLO 5.2 - Perda de massa em gigantes vermelhas

Estrelas gigantes vermelhas são frias e luminosas, e apresentam evidências de ventos lentos, com velocidades tipicamente da ordem de $v \sim 10 \text{ km/s}$. As dimensões dos envelopes dessas estrelas são da ordem do sistema solar, ou $r \sim 10^{14} \text{ cm}$, e as densidades numéricas das partículas do gás são da ordem de $n \sim 3 \times 10^8 \text{ cm}^{-3}$, correspondendo a uma densidade de massa $\rho \sim n m_H \sim 5 \times 10^{-16} \text{ g/cm}^3$. Com esses valores, obtemos de (5.3) a taxa de perda de massa $dM/dt \sim 10^{-6} M_\odot/\text{ano}$, característica de uma estrela gigante vermelha.

Diversos processos físicos têm sido considerados como responsáveis pela ejeção de matéria, envolvendo principalmente a pressão da radiação estelar em grãos e moléculas, pulsação, e propagação de ondas nos envelopes estelares.

► EXEMPLO 5.3 - Perda de massa em estrelas quentes

Estrelas quentes, como as supergigantes de tipo espectral B, apresentam ventos rápidos, com velocidades tipicamente da ordem de $v \sim 2000$ km/s. Essas estrelas têm luminosidades da ordem de $L \sim 10^5 L_\odot$, onde $L_\odot \simeq 3.85 \times 10^{33}$ erg/s é a luminosidade do Sol. Considerando uma temperatura efetiva típica $T_{ef} \simeq 20000$ K para essas estrelas, admitidas esféricas, podemos estimar seu raio a partir da relação

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{ef}^4 \quad (5.4)$$

que corresponde essencialmente à definição de temperatura efetiva, onde $\sigma = 5.67 \times 10^{-5}$ erg cm⁻² s⁻¹ K⁻⁴ é a constante de Stefan-Boltzmann. Obtemos $R \simeq 1.8 \times 10^{12}$ cm $\simeq 26 R_\odot$, onde $R_\odot \simeq 6.96 \times 10^{10}$ cm é o raio do Sol. Supondo que esses ventos se originam nas vizinhanças da superfície da estrela e são rapidamente acelerados, podemos tomar $r \sim 2R$. Considerando uma densidade média nessa região da ordem de $\rho \sim 10^{-14}$ g/cm³, obtemos a taxa de perda de massa $dM/dt \sim 5 \times 10^{-6} M_\odot/\text{ano}$. Nesses objetos, a pressão da radiação estelar tem certamente um papel fundamental na ejeção de matéria, em particular pela absorção da quantidade de movimento dos fótons do campo de radiação estelar por íons localizados nas camadas externas da estrela.

► EXEMPLO 5.4 - Perda de massa em ECNP

As nebulosas planetárias têm em seu centro uma estrela quente e compacta (ECNP), remanescente da estrela gigante vermelha progenitora. Vamos considerar como exemplo a nebulosa planetária He2-99 (figura 5.7). A taxa de perda de massa da estrela central desta nebulosa, medida a partir de um estudo da composição química do vento, é $\dot{M} \simeq 4 \times 10^{-6} M_\odot/\text{ano}$. A velocidade do vento alcança 1200 km/s. A estrela tem uma luminosidade $\log(L/L_\odot) \simeq 3.2$ e sua temperatura é de 27000 K. Supondo que a velocidade dada seja alcançada em $r \simeq 10 R_*$, onde R_* é o raio da estrela, podemos estimar a densidade de massa do vento nessa região. De (5.3) temos

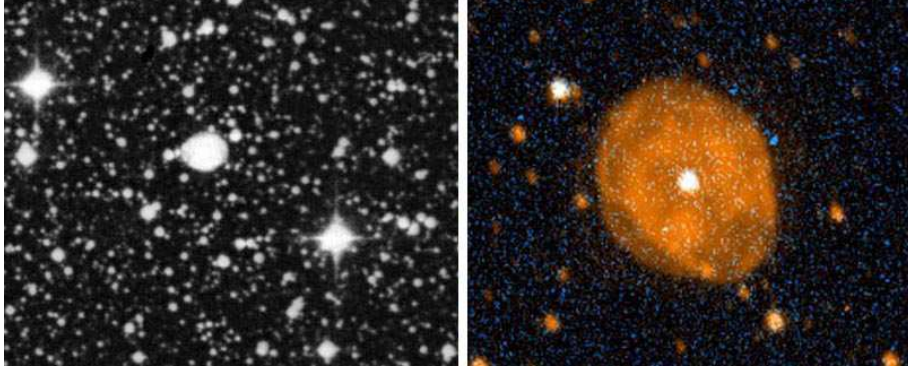


Figura 5.7 - A nebulosa planetária He2-99.

$$\dot{M}(M_{\odot}/\text{ano}) = 2.0 \times 10^{-20} r^2(\text{cm}^2) \rho(\text{g}/\text{cm}^3) v(\text{km}/\text{s}) \quad (5.5)$$

usando as mesmas unidades, podemos obter a densidade $\rho(r)$ por

$$\rho = \frac{\dot{M}}{(2.0 \times 10^{-20}) r^2 v} \quad (5.6)$$

Na posição $r = 10 R_*$ temos $v = 1200 \text{ km/s}$ e $\dot{M} = 4 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{ano}$. O raio da estrela R_* pode ser estimado por (5.4). Com os valores $\log(L/L_{\odot}) \simeq 3.2$ e $T_{ef} = 27000 \text{ K}$ obtemos $L = 1.58 \times 10^3 L_{\odot} = 6.10 \times 10^{36} \text{ erg/s}$. O raio da estrela é $R_* = 1.3 \times 10^{11} \text{ cm} = 1.8 R_{\odot}$ e $r \simeq 1.3 \times 10^{12} \text{ cm}$, e a densidade calculada por (5.6) é $\rho \simeq 9.9 \times 10^{-14} \text{ g}/\text{cm}^3$.

Vamos admitir que o vento seja constituído apenas de H e He, com uma proporção de 10 átomos de H para cada átomo de He. Neste caso podemos estimar a densidade média de partículas por cm^3 no vento por

$$n = \frac{\rho}{\mu m_H} \quad (5.7)$$

o peso molecular μ pode ser estimado por

$$\mu m_H = \frac{n_H m_H + n_{He} m_{He}}{n_H + n_{He}} = \frac{1 + 4(n_{He}/n_H)}{1 + (n_{He}/n_H)} m_H = \frac{1 + 4 \times 0.1}{1 + 0.1} m_H \quad (5.8)$$

de modo que $\mu = 1.27$ e

$$n \simeq \frac{9.9 \times 10^{-14}}{(1.27)(1.67 \times 10^{-24})} \simeq 4.6 \times 10^{10} \text{ cm}^{-3} \quad (5.9)$$

Estas relações são válidas para um vento neutro, o que é apropriado para uma estrela gigante vermelha. Se o vento estiver ionizado, o peso molecular decresce, e a densidade de partículas será mais alta.

5.3 EQUAÇÕES DOS VENTOS ESTELARES

Ventos estelares são essencialmente processos hidrodinâmicos que ocorrem nas regiões externas das estrelas, de modo que, em princípio, as equações hidrodinâmicas devem ser resolvidas, em geral com a adição da equação de transporte radiativo. Um fluido não viscoso em movimento, na ausência de campos magnéticos, pode ser caracterizado por cinco quantidades, como as três componentes da velocidade $\vec{v}$, além da pressão P e densidade ρ . As cinco equações que determinam essas quantidades são a equação de continuidade da massa, a equação de Euler (três componentes), e uma equação para a conservação da energia no fluido. Esta descrição corresponde ao “modelo contínuo”, em que as equações hidrodinâmicas são escritas em termos de variáveis macroscópicas, como P , ρ e $\vec{v}$ em função da posição $\vec{r}$. Em um nível mais fundamental, o gás pode também ser descrito por meio de uma função de distribuição $f(\vec{r}, \vec{v}, t)$, cujas variações são dadas pela *equação de Boltzmann*, no caso de fluidos neutros, ou pela *equação de Vlasov*, no caso de plasmas (capítulos 7 e 10).

5.3.1 A EQUAÇÃO DE CONTINUIDADE

A equação de continuidade pode ser escrita como

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \vec{\nabla} \cdot (\rho \vec{v}) = 0 \quad (5.10)$$

Naturalmente, a equação de continuidade expressa a conservação da massa. Na ausência de fontes ou sumidouros, a quantidade de matéria que deixa um certo volume do fluido é igual ao decréscimo de matéria neste mesmo volume. Em outras palavras, a densidade em um certo elemento de volume varia de acordo com o escoamento para dentro ou para fora desse elemento. No caso unidimensional e estacionário com simetria esférica, temos

$$\frac{1}{r^2} \frac{d}{dr} (r^2 \rho v) = 0 \quad (5.11)$$

esta equação é facilmente integrável, de modo que

$$r^2 \rho v = \text{constante} \quad (5.12)$$

que é essencialmente a equação (5.2).

5.3.2 A EQUAÇÃO DO MOVIMENTO

A equação do movimento, ou equação de Euler, pode ser escrita em termos da derivada total (cf. Maciel 2005, cap. 2)

$$\frac{D}{Dt} = \frac{\partial}{\partial t} + (\vec{v} \cdot \vec{\nabla}) \quad (5.13)$$

A descrição do movimento pode ser feita considerando separadamente os dois termos, isto é, $\partial/\partial t$ em uma posição fixa e $\vec{v} \cdot \vec{\nabla}$ em um instante fixo, o que corresponde à *descrição euleriana*. Por outro lado, a descrição do movimento em termos da derivada total D/Dt corresponde à *descrição lagrangiana*. Neste caso, podemos imaginar que estamos seguindo o movimento de um elemento do fluido. Naturalmente, a derivada “lagrangiana” D/Dt está relacionada com as derivadas “eulerianas” pela relação (5.13). A equação do movimento, ou Equação de Euler, pode ser escrita

$$\frac{\partial \vec{v}}{\partial t} + (\vec{v} \cdot \vec{\nabla}) \vec{v} = -\frac{1}{\rho} \vec{\nabla} P \quad (5.14)$$

Uma aplicação importante da equação do movimento ocorre quando o fluido está colocado em um campo gravitacional caracterizado pela aceleração (força por unidade de massa) $\vec{g}$. Nesse caso, cada unidade de volume estará sujeita à força $\rho \vec{g}$, que é a força gravitacional atuante por unidade de volume, de modo que a equação do movimento fica

$$\frac{\partial \vec{v}}{\partial t} + (\vec{v} \cdot \vec{\nabla}) \vec{v} = -\frac{1}{\rho} \vec{\nabla} P + \vec{g} \quad (5.15)$$

De modo geral, se o fluido se encontra sob a ação de um campo de forças externas $\vec{F}$ (dina/cm³), isto é, $\vec{F}$ é a força que atua em um volume unitário, temos

$$\frac{\partial \vec{v}}{\partial t} + (\vec{v} \cdot \vec{\nabla}) \vec{v} = -\frac{1}{\rho} \vec{\nabla} P + \frac{1}{\rho} \vec{F} \quad (5.16)$$

admitindo simetria esférica, esta equação fica

$$\frac{\partial v}{\partial t} + v \frac{\partial v}{\partial r} = -\frac{1}{\rho} \frac{\partial P}{\partial r} + \frac{1}{\rho} F \quad (5.17)$$

finalmente, no estado estacionário, $\partial v / \partial t = 0$, de modo que

$$v \frac{dv}{dr} = -\frac{1}{\rho} \frac{dP}{dr} + \frac{1}{\rho} F \quad (5.18)$$

5.3.3 A EQUAÇÃO DE ENERGIA

A equação de energia é geralmente a mais complexa, a não ser que alguma hipótese simplificadora seja feita. A temperatura do gás no envelope tem um papel importante no estudo dos ventos estelares, uma vez que reflete diretamente os processos de ganho e perda de energia incluídos na equação de energia. O caso mais simples corresponde aos *ventos isotérmicos*, em que a temperatura é considerada constante em todo o envelope. Neste caso, a equação de energia é simplificada, e pode ser escrita simplesmente

$$T = \text{constante} \quad (5.19)$$

Em um movimento *isentropico*, a entropia s por unidade de massa (com unidades $\text{erg K}^{-1} \text{g}^{-1}$) é constante. Isso ocorre em um gás perfeito deslocando-se sem trocas de energia entre diferentes regiões do fluido, ou com o gás circundante. Nesse caso, o movimento é *adiabático* e a entropia de cada região do fluido permanece constante durante o deslocamento espacial daquela região. Podemos escrever então

$$\begin{cases} P = \text{constante} \times \rho^\gamma \\ T = \text{constante} \times \rho^{\gamma-1} \end{cases} \quad (5.20)$$

onde γ é a razão dos calores específicos e usamos uma equação de estado dos gases perfeitos do tipo $P \propto \rho T$. No caso mais geral, podemos escrever a equação de energia na forma euleriana como

$$\frac{\partial[\rho(v^2/2 + e)]}{\partial t} + \vec{\nabla} \cdot [\rho \vec{v}(v^2/2 + e + P/\rho) + \vec{q}] = \vec{v} \cdot \vec{F} \quad (5.21)$$

$$\frac{\partial[\rho(v^2/2 + e)]}{\partial t} + \vec{\nabla} \cdot [\rho \vec{v}(v^2/2 + e + P/\rho) + \vec{q}_c] = \vec{v} \cdot \vec{F} + Q_A + Q_R \quad (5.22)$$

onde e é a energia interna por unidade de massa (erg/g), $\vec{q}$ é o *fluxo de energia* transportada (erg cm⁻² s⁻¹), tal que $\vec{\nabla} \cdot \vec{q}$ é a energia transportada por centímetro cúbico por segundo; Q_A é a taxa de deposição de energia acústica ou mecânica (unidades: erg cm⁻³ s⁻¹); Q_R é a taxa de deposição de energia radiativa (erg cm⁻³ s⁻¹); $\vec{q}_c$ é o fluxo de energia transportado pela condução (unidades erg cm⁻² s⁻¹). Esta equação expressa o fato de que a variação com o tempo da energia total do gás (erg cm⁻³ s⁻¹) é resultado da existência de um fluxo de energia através de um elemento de volume em torno deste ponto, o qual compreende a energia cinética do gás, a energia interna, o trabalho das forças de pressão, a energia transportada pela condução etc. e o trabalho realizado pelas forças externas.

5.3.4 SOLUÇÃO DAS EQUAÇÕES HIDRODINÂMICAS

De modo geral, as soluções das equações hidrodinâmicas mostram que, próximo da base do envelope, junto à superfície da estrela, a solução é subsônica, alcançando velocidades supersônicas para maiores distâncias da estrela. Um exemplo está mostrado na figura 5.8 para o caso isotérmico. Neste caso, o ponto sônico coincide com o ponto crítico, em que o gradiente de velocidade só é definido para um conjunto bem estabelecido de parâmetros.

Esta figura mostra a topologia das soluções adotando valores diferentes para a velocidade inicial v_0 . A curva 1 é a solução crítica, passando pelo ponto crítico desde velocidades subsônicas até as velocidades supersônicas, alcançando finalmente a velocidade terminal (não indicada na figura). A curva 2 também passa pelo ponto crítico, mas o escoamento é iniciado supersonicamente. A curva 3 é semelhante à solução crítica, mas a velocidade inicial é insuficiente para ultrapassar o ponto sônico. Em contraposição, a curva 4 é inteiramente supersônica. As curvas 5 e 6 não têm significado físico, uma vez que as soluções não são unívocas (ver Maciel 2005).

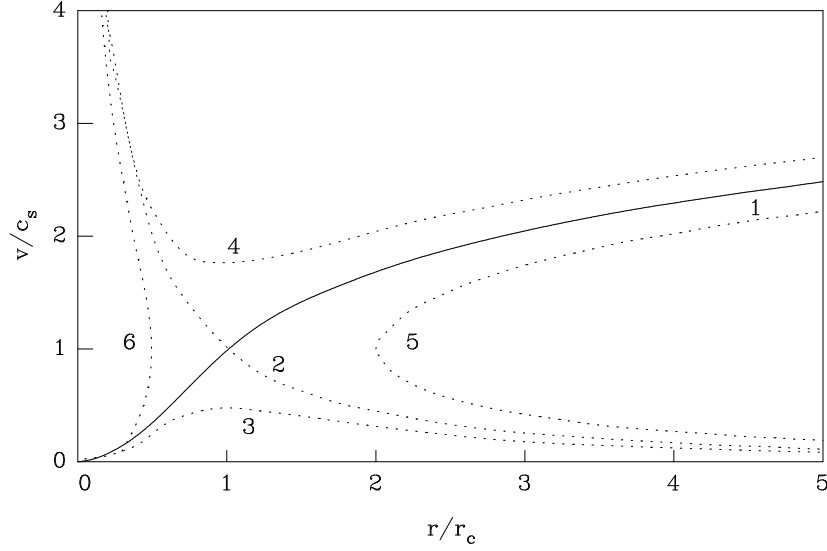


Figura 5.8 - Soluções para o perfil de velocidade em ventos isotérmicos. A curva 1 é a única que passa pelo ponto crítico e alcança velocidades supersônicas.

► **EXEMPLO 5.5 - A lei beta de velocidades**

Uma aproximação frequentemente usada para a variação da velocidade do vento com a distância até a estrela é a chamada *lei beta de velocidades*. Nesse caso, a função $v(r)$ é dada por

$$v(r) = v_0 + (v_f - v_0) \left(1 - \frac{R}{r}\right)^\beta \quad (5.23)$$

onde v_0 é a velocidade inicial do vento, ainda na fotosfera, v_f é a velocidade final ($v_f \gg v_0$), R é um nível de referência, geralmente da ordem do raio da estrela R_* , e β é um parâmetro que caracteriza a aceleração no envelope. Vemos, então, que $v \rightarrow v_0$ para $r \rightarrow R$ e que $v \rightarrow v_f$ para $r \rightarrow \infty$. Para estrelas quentes, $\beta \simeq 0.8$, enquanto que para estrelas frias temos tipicamente $\beta \simeq 2$. Alguns exemplos de leis de velocidade para diferentes valores do parâmetro β estão mostrados na figura 5.9, sendo consideravelmente mais realísticas do que a variação esquemática mostrada na figura 5.8.

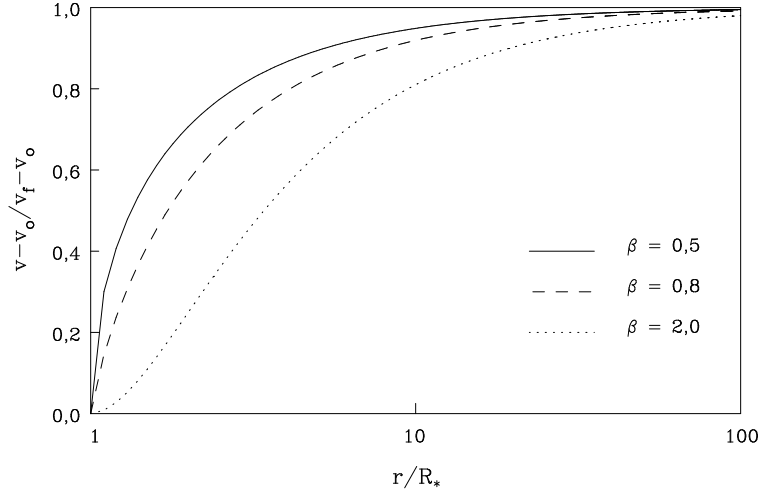


Figura 5.9 - Perfil de velocidade no caso de uma lei beta.

A equação da lei beta pode ser escrita

$$v(r) = v_0 + (v_f - v_0) \left(1 - \frac{R/R_*}{r/R_*} \right)^\beta \quad (5.24)$$

A razão R/R_* é frequentemente próxima da unidade. Por exemplo, com uma boa aproximação podemos escrever

$$R \simeq R_* \left[1 - \left(\frac{v_0}{v_f} \right)^{\frac{1}{\beta}} \right] \quad (5.25)$$

Vamos considerar como exemplo uma estrela quente de tipo espectral O, cuja temperatura efetiva é $T_{ef} = 40\,000$ K, com um vento de velocidade terminal de 2 500 km/s. Vamos adotar $\beta \simeq 0.8$. Podemos admitir que a velocidade inicial do vento seja essencialmente igual à velocidade do som na base do envelope circunstelar, ou seja

$$v_0^2 \simeq c_s^2 \simeq \frac{k T_{ef}}{\mu m_H} \quad (5.26)$$

onde $\mu \simeq 0.6$ é o peso molecular médio das partículas do gás. Nesse caso, temos $v_0 = \sqrt{k T_{ef} / \mu m_H} \simeq 23.5$ km/s. Substituindo na aproximação acima temos

$$\frac{R}{R_*} \simeq \left[1 - \left(\frac{v_0}{v_f} \right)^{1/\beta} \right] \simeq 0.997 \quad (5.27)$$

aplicando a lei beta na forma (5.24), obtemos

$$v(r) = 23.5 + (2500 - 23.5) \left(1 - \frac{R/R_*}{r/R_*} \right)^{0.8} \quad (5.28)$$

os resultados estão mostrados na figura 5.10.

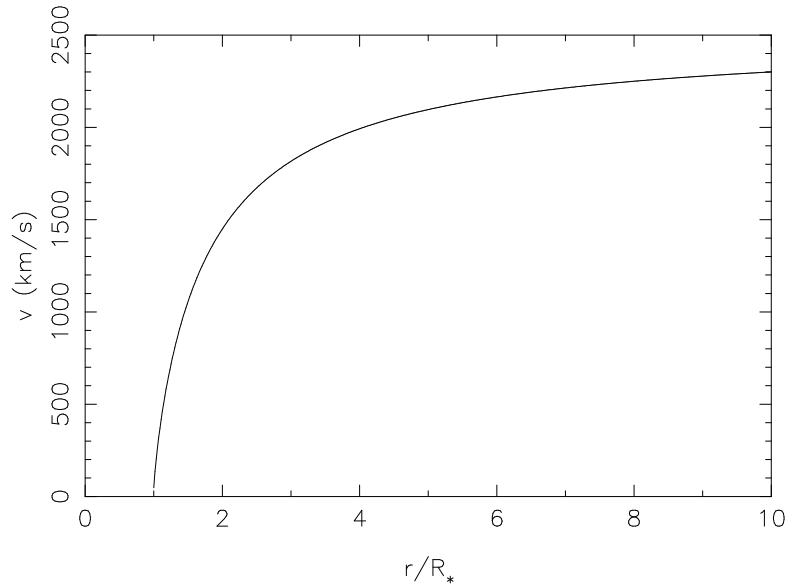


Figura 5.10 - A lei beta de velocidades na forma (5.24).

► **EXEMPLO 5.6 - Equação de Euler e equação de equilíbrio hidrostático**

A equação de Euler (5.15) representa a equação do movimento no caso dos fluidos. Esta equação pode ser reduzida à forma da equação de equilíbrio hidrostático, que descreve a situação de equilíbrio em uma estrela sob a ação das forças gravitacionais, que tendem a colapsar a estrela, e as forças de pressão, que agem no sentido contrário (cap. 6). Vamos aqui mostrar que a equação de Euler se reduz à equação de equilíbrio hidrostático quando a velocidade $\vec{v}$ é nula. De (5.15), temos então

$$\frac{1}{\rho} \vec{\nabla} P = \vec{g} \quad (5.29)$$

em coordenadas esféricas e com simetria esférica,

$$\frac{1}{\rho} \frac{dP}{dr} = -g \quad (5.30)$$

que pode ser escrita

$$\frac{dP}{dr} = -\rho g \quad (5.31)$$

Para uma estrela esférica, a aceleração gravitacional $g(r)$ na posição r é

$$g(r) = \frac{G M(r)}{r^2} \quad (5.32)$$

onde $M(r)$ é a massa interna à posição r , de modo que (5.31) pode também ser escrita

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{G M(r) \rho(r)}{r^2} \quad (5.33)$$

As equações (5.31) e (5.33) são formas equivalentes da equação de equilíbrio hidrostático.

5.4 VENTOS ESTELARES E TRANSFERÊNCIA DE ENERGIA

Um vento estelar pode ser associado a uma atmosfera gravitacionalmente ligada, cuja energia potencial por unidade de massa é $-G M_*/R_*$, onde M_* e R_* são a massa e raio da estrela, respectivamente. Para que o vento escape do poço de potencial representado pela estrela, sua energia deve ser positiva a grandes distâncias de R_* , da ordem de $v_f^2/2$, ou seja, algum processo físico, responsável pela variação de temperatura, deve fornecer a energia e/ou a quantidade de movimento do vento. Dependendo dos processos de deposição de energia ou quantidade de movimento, modificações profundas podem então ocorrer na estrutura de velocidades e na taxa de perda de massa com relação ao modelo isotérmico.

A energia fornecida ao gás no vento pode estar na forma de calor ou de quantidade de movimento, ou ambos. Por exemplo, a dissipação de ondas acústicas na base da coroa solar corresponde a uma adição de calor, enquanto que a ação da pressão da radiação em linhas de íons abundantes em estrelas

quentes produz uma injeção de quantidade de movimento, ou seja, a energia é adicionada pelo trabalho realizado pela força externa. Ambos os processos devem ser considerados na equação de energia e/ou na equação de Euler, mas suas conseqüências sobre a estrutura do vento são diferentes. Por exemplo, enquanto que a injeção de quantidade de movimento ao gás pela radiação corresponde a uma força externa contrária à gravidade, a adição de calor tende a aumentar a temperatura do gás, diminuindo o gradiente de temperatura e, portanto, o gradiente de pressão, resultando que as forças de pressão passam a incluir uma componente no mesmo sentido da gravidade da estrela. Em princípio, ambos os processos de deposição de energia e quantidade de movimento são necessários para obter soluções transônicas para as equações do vento, isto é, subsônicas na região de aceleração do gás e supersônicas nas regiões externas do envelope estelar. Além disso, parâmetros como a taxa de perda de massa e a velocidade terminal dependem da localização exata da região onde ocorre a deposição e da maneira como a força comunicada ao gás em expansão varia com a posição ou com a velocidade.

Assim como acontece no estudo da estrutura estelar, a consideração de *ventos politrópicos* permite a inclusão de gradientes de temperatura, mantendo uma solução relativamente simples para as equações hidrodinâmicas. Neste caso, define-se um índice politrópico Γ_p tal que $d \ln P / d \ln \rho = \Gamma_p$. O caso $\Gamma_p = 1$ corresponde a um vento isotérmico e $\Gamma_p = 5/3$ a um vento adiabático. Valores intermediários de Γ_p produzem soluções aproximadas dos ventos reais. Dependendo do valor do índice politrópico, o gás no envelope estelar pode ou não escapar da estrela. Também neste caso a taxa de perda de massa pode ser estimada a partir das condições na região subsônica, e a estrutura de velocidade depende criticamente do índice politrópico.

A solução das equações hidrodinâmicas é particularmente simples admitindo que a equação da conservação da quantidade de movimento contém apenas o termo gravitacional e o termo do gradiente de pressão. No caso de um envelope estelar com simetria esférica no estado estacionário, de (5.18) temos

$$v \frac{dv}{dr} = -\frac{1}{\rho} \frac{dP}{dr} - g_* \quad (5.34)$$

onde g_* é a aceleração gravitacional estelar (cf. eq. 5.32)

$$g_* = \frac{G M_*}{r^2} \quad (5.35)$$

Estaremos interessados em problemas onde, além da atração gravitacional g_* , há uma força externa por unidade de massa na mesma direção e sentido inverso ao da força gravitacional. Essa força pode ser, por exemplo, devida à transferência de quantidade de movimento do campo de radiação estelar ao gás em um envelope em expansão. Chamando g_r a aceleração (força por unidade de massa) causada por esse processo, temos, no caso estacionário e esfericamente simétrico

$$v \frac{dv}{dr} = -\frac{1}{\rho} \frac{dP}{dr} - g_* + g_r = -\frac{1}{\rho} \frac{dP}{dr} - g_{ef} \quad (5.36)$$

onde introduzimos a gravidade efetiva $g_{ef} = g_* - g_r$. Definindo o *parâmetro* Γ pela razão $\Gamma_r = g_r/g_*$ podemos escrever

$$g_{ef} = g_* \left(1 - \frac{g_r}{g_*}\right) = g_* (1 - \Gamma_r) \quad (5.37)$$

e a equação do movimento (5.36) fica

$$v \frac{dv}{dr} = -\frac{1}{\rho} \frac{dP}{dr} - g_* (1 - \Gamma_r) \quad (5.38)$$

► EXEMPLO 5.7 - A velocidade de escape

Os ventos em estrelas quentes têm velocidades finais, ou terminais, da ordem de $v_f \sim 2000$ km/s, enquanto que os ventos observados em estrelas gigantes frias são consideravelmente mais lentos, com $v_f \sim 10$ km/s. Podemos comparar esses valores com a *velocidade de escape* v_e das atmosferas dessas estrelas. Considerando uma partícula de massa m e velocidade v à distância r do centro de uma estrela de massa M_* e raio R_* , a velocidade de escape é definida pela condição $E_c = |E_p|$, onde $E_c = (1/2)mv^2$ é a energia cinética da partícula e $|E_p| = GM_*m/r$ sua energia potencial em r , sendo $r \geq R_*$. A velocidade de escape nesta posição é então

$$v_e \simeq \sqrt{\frac{2GM_*}{r}} \quad (5.39)$$

Para uma estrela supergigante de tipo espectral B, adotando $M_* \simeq 25 M_\odot \simeq 5 \times 10^34$ g e $r \simeq R_* \simeq 30 R_\odot \simeq 2 \times 10^{12}$ cm, temos que $v_e \simeq 600$ km/s, ou seja,

as velocidades terminais obtidas das observações são superiores à velocidade de escape, $v_f \gg v_e$.

Para as estrelas gigantes vermelhas a situação é um pouco mais complexa. Tomando valores típicos para essas estrelas, $M_* \simeq 1 M_\odot \simeq 2 \times 10^{33} \text{ g}$ e $R_* \simeq 100 R_\odot \simeq 7 \times 10^{12} \text{ cm}$, obtemos $v_e \simeq 60 \text{ km/s}$ com $r \simeq R_*$, isto é, neste caso $v_f < v_e$. Esta questão foi resolvida a partir das observações do sistema α Her por Armin Deutsch. Nesse sistema, uma gigante vermelha e uma estrela anã giram em torno de seu centro de massa. As linhas espectrais circunstelares que caracterizam a envoltória da gigante vermelha eram também observadas na companheira anã, isto é, ambas estavam envolvidas por um gigantesco envelope, originado pela estrela gigante. Desta forma, a posição r na qual se deve aplicar a condição $E_c = |E_p|$ ocorre a uma distância muito maior do que o raio da estrela, $r \gg R_*$, de modo que a velocidade de escape do envelope é efetivamente menor que o valor dado acima. Por exemplo, incluindo em (5.41) as massas de ambas as estrelas, admitidas iguais, uma velocidade de escape $v_e = v_f = 10 \text{ km/s}$ é obtida na posição $r \simeq 5 \times 10^{14} \text{ cm}$, ou cerca de 70 raios estelares. As dimensões observadas dos envelopes circunstelares são, efetivamente, desta ordem de grandeza, ou mesmo superiores.

► EXEMPLO 5.8 - O parâmetro Γ em estrelas quentes

Podemos obter uma estimativa do parâmetro Γ nos envelopes de estrelas quentes, onde a elevada densidade eletrônica torna o espalhamento por elétrons uma importante fonte de opacidade. Sabemos que a seção de choque para espalhamento por elétrons no caso não relativístico é a seção de choque de Thomson, $\sigma_T = 6.65 \times 10^{-25} \text{ cm}^2$ (ver seção 3.5.3). Em uma camada de densidade ρ e densidade eletrônica n_e , o coeficiente de espalhamento por elétrons por massa é

$$\kappa_e \simeq \frac{n_e \sigma_T}{\rho} \quad (5.40)$$

tipicamente da ordem de $\kappa_e \simeq 0.30 \text{ cm}^2/\text{g}$ para um gás de composição química normal. Cada fóton de energia $h\nu$ absorvido (ou espalhado) transporta uma quantidade de movimento $h\nu/c$, de modo que a razão entre as acelerações devidas ao processo de espalhamento e gravitacional é simplesmente

$$\Gamma_e = \frac{g_e}{g_*} = \frac{L_* \kappa_e}{4 \pi r^2 c} \frac{r^2}{G M_*} = \frac{L_* \kappa_e}{4 \pi c G M_*} \quad (5.41)$$

onde L_* é a luminosidade da estrela (erg/s), $L_*/4\pi r^2$ é o fluxo da estrela na posição r (erg cm⁻² s⁻¹), de modo que o termo $L_*\kappa_e/4\pi r^2 c$ é essencialmente a aceleração (força/massa) devida ao processo de espalhamento por elétrons. Usando valores apropriados para as estrelas quentes de tipos espectrais O e B, $L_* \sim 10^5$ a $10^6 L_\odot$ e $M_* \simeq 10$ a $50 M_\odot$, obtemos $0.1 \lesssim \Gamma_e \lesssim 2$, ou seja, nessas estrelas a aceleração devida ao espalhamento por elétrons pode eventualmente dominar a aceleração gravitacional. Em termos do parâmetro Γ_e , podemos definir uma velocidade de escape efetiva, dada por

$$v_e = \left[\frac{2(1 - \Gamma_e) G M_*}{r} \right]^{1/2} \quad (5.42)$$

Com os dados do Exemplo 5.7, $M_* \simeq 25 M_\odot$ e $r \simeq 30 R_\odot$, tomando $L_* \simeq 4 \times 10^5 L_\odot$ e $\kappa_e \simeq 0.30$ cm²/g, obtemos $\Gamma_e \simeq 0.37$; de (5.42), encontramos uma velocidade de escape efetiva correspondente a 80% do valor dado pela equação (5.39).

► EXEMPLO 5.9 - O parâmetro Γ em estrelas frias

Podemos aplicar o mesmo raciocínio do Exemplo 5.8 para estimar o parâmetro Γ no caso de estrelas gigantes frias. Considerando que a contribuição g_r à gravidade efetiva seja devida à ação da radiação estelar sobre os grãos de poeira imersos no envelope, a expressão (5.41) é ainda válida, substituindo o coeficiente de espalhamento κ_e pelo equivalente dos grãos sólidos κ_d

$$\kappa_d \simeq \frac{\pi a^2 Q n_d}{\rho} \quad (5.43)$$

onde n_d é a densidade numérica de grãos (cm⁻³), admitidos esféricos de raio a , e Q é um fator de eficiência para a pressão da radiação. Como $n_d = \rho_d/m_d$, onde ρ_d é a densidade de grãos (g/cm³) e $m_d \simeq (4/3)\pi a^3 s_d$ é a massa de um grão com densidade interna s_d , podemos usar valores médios adequados a grãos de silicatos e estimar κ_d ou o parâmetro correspondente, Γ_d , dado por

$$\Gamma_d = \frac{L_* \kappa_d}{4 \pi c G M_*} \quad (5.44)$$

Esses valores são: $a \simeq 1000 \text{ \AA} = 10^{-5} \text{ cm}$, $s_d \simeq 3 \text{ g/cm}^3$ e $\rho/\rho_d \simeq 200$ (razão gás-poeira). Obtemos $m_d \simeq 1.3 \times 10^{-14} \text{ g}$, $n_d/\rho \simeq 1/200$, $m_d \simeq 3.9 \times 10^{11} \text{ g}^{-1}$ e $\kappa_d \simeq 120 Q \text{ cm}^2/\text{g}$. O coeficiente κ_d depende criticamente da frequência do

fóton, refletindo a dependência do fator de eficiência Q , que pode alcançar valores desde cerca de 0.001 até da ordem da unidade, aproximadamente. Tomando valores no intervalo $0.01 < Q < 1$ e considerando uma estrela com $L_* \simeq 10^3 L_\odot$ e $M_* \simeq 1M_\odot$, de (5.44) obtemos $0.1 < \Gamma_d < 9$, ou seja, também neste caso os valores da gravidade extra podem ser da ordem ou superiores à gravidade da estrela.

► EXEMPLO 5.10 - Taxa de perda de massa termonuclear do Sol

Podemos comparar a taxa de perda de massa do Sol com o valor correspondente termonuclear, isto é, a taxa de perda de massa termonuclear do Sol, que é a taxa necessária para que o Sol mantenha a luminosidade observada de $L_\odot = 3.85 \times 10^{33}$ erg/s. Considerando que a densidade de prótons do vento solar na altura da órbita da Terra é de cerca de $n_p \simeq 10 \text{ cm}^{-3}$ e que a velocidade destas partículas é tipicamente da ordem de $v_p \simeq 350 \text{ km/s}$, o fluxo de partículas do vento solar é

$$j \simeq n_p v_p \simeq (10) (350 \times 10^5) \simeq 3.5 \times 10^8 \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \quad (5.45)$$

onde consideramos um gás de H puro e ionizado com $r = 1 \text{ UA} = 1.5 \times 10^{13} \text{ cm}$. A taxa de perda de massa pelo Sol é então

$$\dot{M} \simeq 4 \pi r^2 n_p m_H v_p \simeq 1.65 \times 10^{12} \text{ g/s} = 2.6 \times 10^{-14} M_\odot/\text{ano} \quad (5.46)$$

a taxa de perda de massa termonuclear é aproximadamente

$$\dot{M}_T \simeq \frac{L_\odot}{c^2} \simeq \frac{3.85 \times 10^{33}}{(3.0 \times 10^{10})^2} \simeq 4.3 \times 10^{12} \text{ g/s} = 6.8 \times 10^{-14} M_\odot/\text{ano} \quad (5.47)$$

ou seja, $\dot{M}/\dot{M}_T \simeq 0.38$.

► EXEMPLO 5.11 - Energias no vento solar

Vamos considerar que o vento solar é isotérmico com uma temperatura coronal média de $1.5 \times 10^6 \text{ K}$ e uma taxa de perda de massa de $2 \times 10^{-14} M_\odot/\text{ano}$. A base da coroa está localizada em $r_0 \simeq 1.0 R_\odot$, onde a densidade é $\rho(r_0) \simeq 1.0 \times 10^{-14} \text{ g/cm}^3$. Vamos estimar a energia potencial, a energia cinética e a

entalpia do gás em r_0 e no ponto crítico r_c . A energia potencial em r_0 pode ser estimada por

$$E_p \simeq -\frac{G M}{r_0} = \frac{-(6.67 \times 10^{-8}) (1.99 \times 10^{33})}{(1.0) (6.96 \times 10^{10})} \simeq -1.90 \times 10^{15} \text{ erg/g} \quad (5.48)$$

e para a entalpia, com $\mu \simeq 0.6$, temos

$$h = \frac{5}{2} \frac{k T}{\mu m_H} \simeq 5.16 \times 10^{14} \text{ erg/g} \quad (5.49)$$

Para calcular a energia cinética E_c usamos (5.2) com o resultado

$$v_0 = \frac{\dot{M}}{4 \pi r_0^2 \rho_0} \simeq 2.06 \times 10^3 \text{ cm/s} \quad (5.50)$$

e a energia cinética é $E_c = (1/2) v_0^2 = 2.12 \times 10^6 \text{ erg/g}$. Para um vento estelar isotérmico, esfericamente simétrico e estacionário, em que a força dirigida para fora da estrela é devida essencialmente à pressão do gás, o raio crítico pode ser estimado por (cf. Maciel 2005, cap. 8)

$$r_c = \frac{G M}{2 c_s^2} = \frac{G M}{2} \frac{\mu m_H}{k T} = 3.21 \times 10^{11} \text{ cm} = 4.61 R_\odot \quad (5.51)$$

onde a velocidade v_c é igual a velocidade do som c_s

$$v_c = c_s = \sqrt{\frac{k T}{\mu m_H}} = 1.44 \times 10^7 \text{ cm/s} = 144 \text{ km/s} \quad (5.52)$$

Usando (5.2) a densidade no ponto crítico é $\rho_c = \dot{M}/(4 \pi r_c^2 v_c) = 6.75 \times 10^{-20} \text{ g/cm}^3$, de modo que as energias são $E_p = -4.13 \times 10^{14} \text{ erg/g}$, $E_c = 1.04 \times 10^{14} \text{ erg/g}$, e $h = 5.16 \times 10^{14} \text{ erg/g}$. Portanto a maior absorção corresponde à energia cinética.

5.5 MECANISMOS RESPONSÁVEIS PELOS VENTOS ESTELARES

Muitos mecanismos diferentes têm sido propostos para explicar a ejeção de matéria em todas as faixas do diagrama HR. Uma discussão detalhada pode ser encontrada em Maciel (2005). Vamos a seguir considerar alguns dos principais modelos e suas aplicações aos diferentes tipos de estrelas.

5.5.1 VENTOS CORONAIS

Estrelas relativamente frias da sequência principal com tipos espectrais F5 ou posterior e algumas gigantes têm, provavelmente, cromosferas e coroas semelhantes à do Sol. Os ventos coronais são produzidos pela pressão do gás nesta região de alta temperatura, que chega a 2×10^6 K no caso do Sol. Essas temperaturas podem ser produzidas pela dissipação de energia mecânica ou pela reconexão de campos magnéticos na zona de convecção subfotosférica dessas estrelas.

► EXEMPLO 5.12 - Coroa solar hidrostática

Vamos admitir que o Sol tem uma coroa isotérmica com uma temperatura $T \simeq 1.5 \times 10^6$ K. O vento solar é iniciado em uma distância de referência $r_0 \simeq R_\odot = 6.96 \times 10^{10}$ cm com uma densidade de prótons e elétrons $n_0 \simeq 4 \times 10^8 \text{ cm}^{-3}$ e a coroa está em equilíbrio hidrostático. Neste caso, a Terra, situada a 1 UA = 1.5×10^{13} cm do Sol, está envolvida por um material coronal de alta temperatura. Podemos então estimar a densidade deste gás na posição da Terra. Supondo que o plasma contém prótons e elétrons em partes iguais, podemos escrever a equação de estado como $P = 2n k T$. Da equação de equilíbrio hidrostático (5.33) temos

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{G M_\odot n m_H}{r^2} \quad (5.53)$$

de modo que

$$\frac{dP}{dr} = 2kT \frac{dn}{dr} = -\frac{G M_\odot n m_H}{r^2} \quad (5.54)$$

de onde obtemos

$$\frac{dn}{n} = -\frac{G M_\odot m_H}{2kT} r^{-2} dr = -\frac{1}{h} \left(\frac{r_0}{r} \right)^2 dr \quad (5.55)$$

onde introduzimos a escala de altura h dada por

$$\frac{1}{h} = \frac{G M_\odot m_H}{2kT r_0^2} \quad (5.56)$$

integrando (5.55) entre r_0 e r , onde a densidade de partículas tem valores n_0 e n , respectivamente, obtemos

$$n(r) = n_0 \exp \left[-\frac{r_0^2}{h} \left(\frac{1}{r_0} - \frac{1}{r} \right) \right] \quad (5.57)$$

com os valores de T , n_0 , e r_0 obtemos $h \simeq 9.0 \times 10^9 \text{ cm} = 9.0 \times 10^4 \text{ km}$. Portanto, em $r = 1 \text{ UA}$ a densidade do gás coronal é $n(1\text{UA}) \simeq 1.8 \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$. Um cálculo mais sofisticado mostra que o valor desta densidade é menor por um fator da ordem de 4 (ver Exercício 5.3).

► EXEMPLO 5.13 - Luminosidade condutiva na coroa solar

Em um vento coronal, parte da energia pode ser transportada pela condução eletrônica. O fluxo condutivo ($\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$) é $F_c = -\kappa_c (dT/dr)$, onde κ_c é o coeficiente de condutividade térmica, dado por $\kappa_c = \kappa_0 T^{5/2}$, onde $\kappa_0 \simeq 1.0 \times 10^{-6} \text{ erg cm}^{-1} \text{ s}^{-1} \text{ K}^{-7/2}$ (ver capítulo 6). A luminosidade condutiva L_c (erg/s) é a energia total conduzida por segundo através de uma esfera de raio r . Vamos obter a variação da temperatura com a posição r para que a luminosidade condutiva seja constante. Esta luminosidade pode ser escrita Para L_c constante temos $T^{5/2} (dT/dr) \propto r^{-2}$, ou seja $T \propto r^{-2/7}$. Se T decrescer mais rápido que $r^{-2/7}$, L_c diminui, e se T decrescer mais lento que $r^{-2/7}$, L_c aumenta. Em um modelo para a coroa solar, a temperatura decresce com a posição de acordo com a tabela 5.1. Neste caso podemos estimar a variação da luminosidade condutiva com a posição e a fração desta luminosidade transportada pela condução.

$$L_c = 4\pi r^2 F_c = -4\pi r^2 \kappa_c \frac{dT}{dr} = -4\pi r^2 \kappa_0 T^{5/2} \frac{dT}{dr} \quad (5.58)$$

$r(R_\odot)$	1.0	5.0	10.0	20.0	30.0	40.0	50.0
$T(10^6 \text{ K})$	2.0	1.15	0.90	0.75	0.70	0.65	0.60

Tabela 5.1 - Modelo para a variação da temperatura na coroa solar.

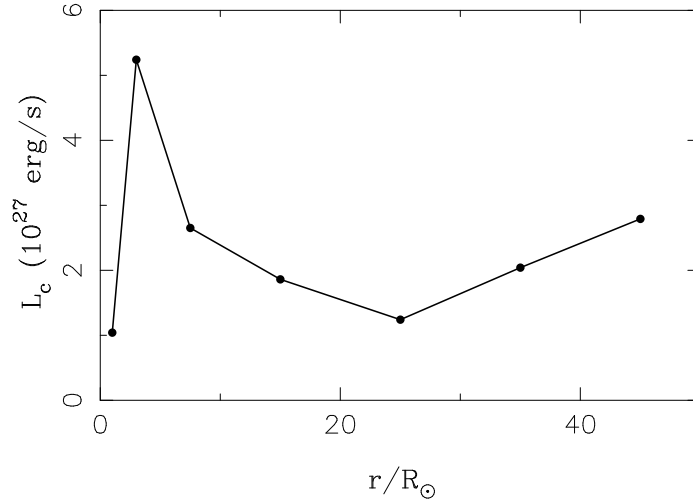


Figura 5.11 - Luminosidade condutiva na coroa solar.

Interpolando os dados obtemos os resultados mostrados na figura 5.11. Neste caso, a fração da luminosidade transportada pela condução é

$$\frac{L_c}{L_\odot} \simeq \frac{2.79 \times 10^{27}}{3.85 \times 10^{33}} \simeq 7.3 \times 10^{-7}$$

5.5.2 VENTOS PRODUZIDOS POR ONDAS SONORAS

Movimentos convectivos na região subfotosférica das estrelas podem criar *ondas acústicas* que se propagam ao longo da atmosfera. Essas ondas estão associadas a uma componente adicional da pressão, a “pressão de onda” $P_o \sim (1/2) \rho v_o^2$, onde v_o^2 é a velocidade quadrática média das oscilações, e o termo correspondente do gradiente de pressão pode, em princípio, gerar uma força, resultando em um vento. No caso de uma partícula em movimento em um campo de força oscilatório, se a amplitude das oscilações decrescer com a distância, parte da energia cinética das oscilações pode ser transferida para o gás em expansão, causando a aceleração da partícula.

5.5.3 VENTOS CAUSADOS PELA POEIRA CIRCUNSTELAR

Estrelas gigantes frias podem condensar diversas espécies de grãos em suas fotosferas e envelopes e a ação da pressão da radiação estelar pode produzir elevadas taxas de perda de massa, pela transferência da quantidade de

movimento do campo de radiação para os grãos e destes para o gás. Os grãos absorvem a radiação em uma faixa ampla de comprimentos de onda, de modo que os ventos causados pela poeira circunstelar são basicamente ventos produzidos pela radiação contínua. Diferem, neste aspecto, dos ventos das estrelas quentes, impulsionados pela ação da radiação em linhas formadas por espalhamento ressonante, ou das estrelas frias sob a ação da radiação em linhas ou bandas moleculares.

Para que o mecanismo seja eficiente é necessário uma combinação entre a escala de altura do envelope, a densidade ρ e a temperatura T do gás, uma vez que os grãos só podem se condensar se ρ for suficientemente alta a uma distância em que o efeito da pressão da radiação seja comparável ou superior ao da gravidade, e onde a temperatura esteja abaixo da temperatura de condensação dos grãos. Os grãos absorvem a radiação estelar e emitem como corpos negros na faixa do infravermelho, e sua temperatura é determinada pelo equilíbrio entre esses dois processos.

As taxas de perda de massa podem ser obtidas considerando que a lei de velocidades deve passar pelo ponto crítico, em princípio onde $v \simeq c_s$. São obtidos valores da ordem de 10^{-5} a $10^{-7} M_\odot/\text{ano}$, em bom acordo com as determinações observacionais. A taxa de perda de massa ($M_\odot/\text{ano}$) em estrelas frias, particularmente supergigantes vermelhas, pode ser aproximada por uma expressão empírica

$$\dot{M} \simeq 4 \times 10^{-13} \eta \frac{(L_*/L_\odot)(R_*/R_\odot)}{M_*/M_\odot} \quad (5.59)$$

onde a luminosidade, raio e massa da estrela são dados em termos solares, e η é um parâmetro ajustável, tipicamente no intervalo $0,3 \lesssim \eta \lesssim 3$. Esta é a *fórmula de Reimers*, obtida a partir de uma amostra de supergigantes vermelhas em sistemas binários, para as quais há determinações relativamente precisas de dM/dt , M_* , R_* e L_* . A quantidade mais simples com dimensões de massa/tempo que pode ser formada a partir dos parâmetros estelares básicos, M_* , R_* e L_* é $L_*/g R_*$, que é equivalente a $L_* R_*/M_* = L_*/(M_*/R_*)$, uma vez que $g \propto M_*/R_*^2$. Como $g R_* \propto M_*/R_* \propto v_e^2$, se a taxa de perda de massa for proporcional a esta quantidade em diferentes estrelas, a mesma fração da luminosidade estelar é usada para fornecer a energia potencial por unidade de massa do material que escapa da estrela.

► EXEMPLO 5.14 - Perda de massa em δ Sge

Vamos considerar como exemplo de utilização da fórmula de Reimers uma estrela gigante com $L_* = 10^3 L_\odot$, $M_* = 1.0 M_\odot$ e $R_* = 100 R_\odot$. Adotando o parâmetro $\eta \simeq 3.0$, a taxa de perda de massa da estrela é $dM/dt = 1.2 \times 10^{-7} M_\odot/\text{ano}$. A estrela δ Sge (M2 II) tem $\log L_*/L_\odot \simeq 3.4$, $R_*/R_\odot \simeq 140$ e $M_* \simeq 8.0 M_\odot$. Sua taxa de perda de massa estimada por métodos mais precisos é $dM/dt \simeq 2 \times 10^{-8} M_\odot/\text{ano}$. Neste caso, o valor correspondente do parâmetro η para reproduzir esta taxa com a fórmula de Reimers é

$$\eta \simeq \frac{\dot{M} (M_*/M_\odot)}{(4 \times 10^{-13}) (L_*/L_\odot) (R_*/R_\odot)} \simeq 1.14$$

Podemos ter uma idéia da taxa de perda de massa em um vento radiativo admitindo que todos os fótons da estrela são absorvidos uma única vez, o chamado “limite de espalhamento simples”. Neste caso, a quantidade de movimento por unidade de tempo do vento é $\dot{M} v_f$, que deve ser igual à quantidade de movimento radiativa da estrela por unidade de tempo, dada por L_*/c . Temos então

$$\dot{M} \simeq \frac{L_*}{v_f c} \quad (5.60)$$

No caso de espalhamento simples, ou único, (5.60) é um limite superior, pois nem todos os fótons da estrela são absorvidos. Entretanto, um mesmo fóton pode ser absorvido e reemitido ou espalhado várias vezes, o que pode aumentar a taxa de perda de massa por um fator considerável, de modo que taxas aproximadamente corretas podem ser obtidas com a equação (5.60). Em uma aproximação melhor, pode ser mostrado que esta equação deve ser multiplicada por τ_v , a profundidade óptica do vento na região supersônica, uma quantidade que pode alcançar valores muito maiores do que a unidade.

5.5.4 VENTOS CAUSADOS PELA RADIAÇÃO EM LINHAS

Este é o mecanismo mais importante aplicado aos ventos das estrelas quentes com tipos espectrais O, B, A e das classes de luminosidade V, III, I, estrelas centrais de nebulosas planetárias e estrelas Wolf-Rayet. Essas estrelas apresentam grande número de linhas intensas de absorção, em particular na região ultravioleta do espectro, em que as opacidades podem atingir valores

um milhão de vezes mais altos que no contínuo. Os fótons absorvidos têm uma certa quantidade de movimento, que é transferida ao gás nas atmosferas destas estrelas, levando à ejeção de suas camadas superficiais. O processo é favorecido pelo efeito Doppler devido ao gradiente de velocidade, que permite a absorção de fótons não atenuados da fotosfera em comprimentos de onda diferentes do comprimento de onda central.

O processo de ejeção leva em conta a transferência de quantidade de movimento e energia das regiões internas da estrela para o envelope em expansão por absorção e espalhamento, incluindo a possibilidade de espalhamento múltiplo. Essa transferência é feita basicamente por íons de C, N, O, Ne, Si, P, S e elementos do grupo do Fe. Esses íons precisam comunicar a quantidade de movimento adquirida aos prótons, elétrons e íons de He por meio de colisões, em um processo às vezes chamado de *acoplamento coulombiano*. As condições necessárias para esta transferência requerem que o tempo de desaceleração desses íons pelas colisões com o gás seja pequeno com relação ao tempo necessário para que os íons possam adquirir uma grande velocidade de deriva com relação ao gás.

No processo de perda de massa pela ação da pressão da radiação em linhas opticamente espessas, a taxa de perda de massa pode ser escrita de maneira aproximada

$$\dot{M} \simeq N \frac{L_*}{c^2} \quad (5.61)$$

onde N é o número efetivo de linhas de absorção opticamente espessas e L_* é a luminosidade da estrela. Por exemplo, para uma estrela com $L_*/L_\odot \sim 10^5$, precisamos de $N \simeq 150$ para obter $\dot{M} \sim 10^{-6} M_\odot/\text{ano}$, da ordem dos valores observados. Uma expressão mais correta é obtida admitindo que todos os fótons da estrela são absorvidos uma única vez por um grande número de linhas intensas, essencialmente o limite de espalhamento simples dado por (5.60). Com $L_*/L_\odot \sim 10^5$ e $v_f \sim 10^3$ km/s, obtemos $\dot{M} \sim 10^{-6} M_\odot/\text{ano}$. Uma vez que os fótons são espalhados de maneira aproximadamente isotrópica, e portanto perdem sua eficiência na transferência de quantidade de movimento para a direção radial após o primeiro espalhamento, a expressão (5.61) é um bom limite superior para a taxa de perda de massa da maior parte das estrelas quentes, com a provável exceção das Wolf-Rayet, que têm taxas relativamente altas para suas luminosidades.

O mecanismo de ejeção causada pela pressão da radiação pode também ser aplicado às estrelas frias, em que a absorção é feita a partir de linhas

moleculares intensas de H_2O ou CO . Neste caso, taxas da ordem de até $10^{-7} M_\odot/\text{ano}$ podem ser obtidas, de modo que o mecanismo pode funcionar como um complemento ao processo de ejeção pelos grãos circunstelares.

► EXEMPLO 5.15 - Perda de massa em ϵ Ori

A partir da aplicação da teoria dos ventos impulsionados pela radiação ao caso de estrelas quentes, é obtida uma correlação entre a quantidade de movimento do vento modificada, $\dot{M} v_f \sqrt{R_*}$ e a luminosidade da estrela L_* dada por

$$\log(\dot{M} v_f \sqrt{R_*/R_\odot}) \simeq -1.37 + 2.07 \log(L_*/10^6 L_\odot) \quad (5.62)$$

onde a taxa de perda de massa está em $M_\odot/\text{ano}$, a velocidade terminal v_f está em km/s. A quantidade de movimento modificada depende fracamente da massa da estrela, de modo que a relação acima não inclui esta dependência. A estrela ϵ Ori tem tipo espectral B0Ia, temperatura efetiva $T_{ef} = 28\,000$ K e raio $R_* = 33 R_\odot$. Apresenta um vento intenso, cuja velocidade terminal, estimada a partir de perfis espectrais do tipo P Cygni, é $v_f = 1\,500$ km/s. Vamos estimar a taxa de perda de massa da estrela por este modelo. A luminosidade é $L = 2.31 \times 10^{39}$ erg/s ou $L/L_\odot = 6.0 \times 10^5$ e de (5.62) $\dot{M} \simeq 1.7 \times 10^{-6} M_\odot/\text{ano}$. Admitindo que a velocidade terminal é alcançada em $r \simeq 2 R_*$, a densidade do gás circunstellar nesta região é

$$\rho = \frac{\dot{M}}{4\pi r^2 v_f} \simeq 2.7 \times 10^{-15} \text{ g/cm}^3$$

► EXEMPLO 5.16 - Perda de massa em estrelas gigantes ricas em Li

A maior parte das estrelas gigantes dos ramos AGB/RGB tem baixas abundâncias de Li, pois este elemento é facilmente destruído nas temperaturas altas dos interiores estelares. Entretanto, uma amostra considerável destas estrelas tem abundâncias mais altas, tipicamente $\epsilon(\text{Li}) = \log n(\text{Li})/n(\text{H}) + 12 > 1.5$. Alguns trabalhos sugerem que estes objetos têm altas taxas de perda de massa, semelhantes às gigantes pobres em Li, as quais podem ter taxas até da ordem de $dM/dt \sim 10^{-5} M_\odot/\text{ano}$. Estas taxas podem ser calculadas usando a fórmula de Reimers, desde que uma calibração adequada seja feita para a determinação do parâmetro η .

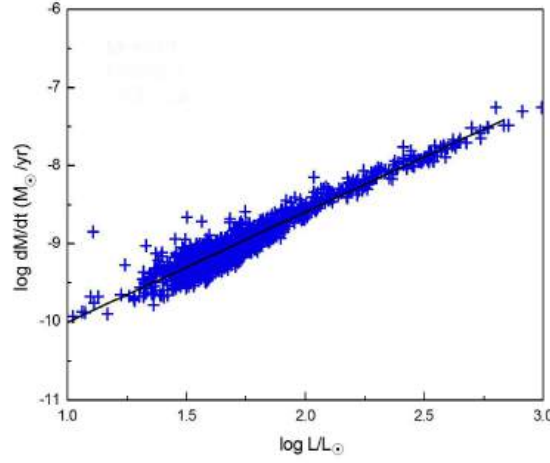


Figura 5.12 - Taxas de perda de massa em estrelas gigantes ricas em Li.

Os resultados para uma grande amostra contendo cerca de 1450 objetos dos levantamentos GAIA e LAMOST e estão mostrados na figura 5.12, onde as taxas são dadas em função da luminosidade estelar com $\eta = 5.7$ (W. J. Maciel, R. D. D. Costa, Bol. SAB, 2022). Esses resultados mostram que as taxas destas estrelas são na verdade mais baixas do que nas estrelas pobres em Li, e estão bem correlacionadas com as luminosidades, como esperado em um modelo em que a perda de massa é causada essencialmente pela ação da pressão da radiação da estrela sobre linhas moleculares ou grãos circunstelares.

► **EXEMPLO 5.17 - Taxa de perda de massa em estrelas quentes**

Podemos obter uma estimativa da taxa de perda de massa em uma estrela quente com um modelo simples para a absorção da radiação estelar em linhas não saturadas (cf. Maciel 2005, cap. 10). O gás é acelerado a partir da fotosfera, onde $r = R_*$, até uma região onde $r = R$ e $v = v_f$. O gás no envelope é constituído de H e He ionizados, sendo $y = n_{He}/n_H \simeq n_{He}/n_p$ a abundância de He por número de átomos. A linha é produzida pelo elemento k com abundância $a_k \simeq n_k/n_p$ e $Q_{ki} = n_{ki}/n_k$ é a fração dos átomos de k no estado de ionização i . Nessas condições, a taxa de perda de massa pode ser escrita

$$\dot{M} \simeq 4\pi R^2 v_f \frac{n_{ki}}{Q_{ki} a_k} (1 + 4y) m_H \quad (5.63)$$

(cf. Maciel 2005). Vamos admitir que a razão $n_{ki}/Q_{ki} a_k$ e a densidade de prótons são essencialmente constantes no envelope e igual ao seu valor em $r = R$. Neste caso podemos escrever para a largura equivalente de uma linha de comprimento de onda λ

$$W_\lambda \simeq \frac{\pi e^2 \lambda^2}{m_e c^2} N_{ki} f \quad (5.64)$$

onde f é a força de oscilador da linha (cf. Equação 4.52). A densidade de coluna N_{ki} dos íons absorvedores pode ser obtida integrando $n_{ki}(r)$ em todo o envelope, de $r = R$ até $r = r_\infty$ com o resultado

$$N_{ki} \simeq \int_R^{r_\infty} n_{ki}(r) dr \simeq n_{ki}(R) R^2 \left(\frac{1}{R} - \frac{1}{r_\infty} \right) \simeq n_{ki}(R) R \quad (5.65)$$

onde consideramos $r_\infty \gg R$. De (5.63), (5.64) e (5.65), obtemos

$$\dot{M} \simeq 4\pi R v_f \frac{W_\lambda m_e c^2}{\pi e^2 \lambda^2 f Q_{ki} a_k} (1 + 4y) m_H \quad (5.66)$$

Vamos considerar a linha $\lambda 1393 \text{ \AA}$ do Si IV em uma estrela O, onde $R \sim R_* \simeq 30 R_\odot$, $v_f \sim 1500 \text{ km/s}$, $W_\lambda \simeq 5 \text{ \AA}$, $\lambda \simeq 1393 \text{ \AA}$, $f \simeq 0.5$, $Q_{ki} \simeq 2 \times 10^{-3}$, $a_k \simeq 3 \times 10^{-5}$ e $y \simeq 0.1$. De (5.66) obtemos $\dot{M} \simeq 1.4 \times 10^{-6} M_\odot/\text{ano}$, valor semelhante às taxas observadas em estrelas quentes.

► EXEMPLO 5.18 - Taxa de perda de massa em estrelas frias

Analogamente ao exemplo anterior, vamos estimar a taxa de perda de massa em uma gigante fria usando também um modelo simples para a pressão da radiação em grãos (cf. Maciel 2005, cap. 10). Neste caso, a taxa $\dot{M}$ é

$$\frac{\dot{M} v_f}{\tau_d} \simeq \frac{L_*}{c} \quad (5.67)$$

onde v_f é a velocidade terminal, L_* é a luminosidade da estrela e τ_d é a profundidade óptica dos grãos, definida por

$$d\tau_d \simeq n_d \sigma_d Q dr \quad (5.68)$$

onde n_d é a densidade de grãos, σ_d é a seção eficaz de absorção e Q é o fator de eficiência dos grãos. A equação (5.67) pode ser comparada com (5.60),

que corresponde ao caso $\tau_d \simeq 1$. A profundidade óptica dos grãos pode ser estimada por

$$\tau_d \simeq \frac{3 m_H}{4} \frac{n Q R}{a s_d} \frac{\rho_d}{\rho} \quad (5.69)$$

onde $n = \rho/m$ é a densidade numérica do gás, R é a base do envelope, a é o raio do grão, s_d é a densidade dos grãos e ρ_d/ρ é a razão grãos-gás. Usando valores típicos para um envelope circunstelar de uma estrela gigante vermelha, $n \simeq 10^8 \text{ cm}^{-3}$, $Q \simeq 1$, $R \simeq R_* \sim 10^{14} \text{ cm}$, $a \simeq 1000 \text{ \AA}$, $s_d \simeq 3 \text{ g/cm}^3$ e $\rho_d/\rho \simeq 1/200$, obtemos $\tau_d \simeq 2$, não muito diferente do valor $\tau_d \simeq 1$. De fato, se $\tau_d \ll 1$ os grãos são ineficientes no processo de transferência de quantidade de movimento para o gás. Se $\tau_d \gg 1$ a radiação será totalmente absorvida e portanto não será observada, de modo que $\tau_d \simeq 1$ é uma média que satisfaz estas duas restrições. Aplicando (5.67) a uma estrela gigante do tipo Mira, com $\tau_d \simeq 1$, $L_* \sim 10^3 L_\odot$ e $v_f \simeq 10 \text{ km/s}$, obtemos $\dot{M} \simeq 2 \times 10^{-6} M_\odot/\text{ano}$. Valores desta ordem podem ser obtidos com a fórmula de Reimers (5.59), tomando $R_* \simeq 10^3 R_\odot$, $M_* \simeq 1 M_\odot$ e $\eta \simeq 3$.

5.5.5 VENTOS E CAMPOS MAGNÉTICOS: ONDAS DE ALFVÉN

As estrelas possuem em geral um campo magnético remanescente da nuvem protoestelar ou desenvolvido posteriormente por algum processo de dínamo. A estrutura desses campos não é bem conhecida, com exceção do Sol, mas é bastante provável que o campo tenha efeitos mensuráveis sobre os ventos estelares, em particular para as estrelas com alta rotação.

Um mecanismo provavelmente mais importante pode ocorrer na presença de campos magnéticos mesmo em estrelas em baixa rotação. Neste caso, *ondas de Alfvén* geradas na base do vento podem se propagar pelo envelope, e a dissipação de energia e quantidade de movimento associada com as ondas pode levar à aceleração do envelope e perda de massa. Juntamente com os processos envolvendo a pressão da radiação, as ondas de Alfvén são provavelmente os principais mecanismos de produção de ventos em estrelas sem regiões coronais extensas ou fluxos radiativos. Algumas aplicações incluem estrelas da seqüência principal de tipos A e mais tardios, estrelas pré-seqüência principal, além de gigantes e supergigantes com temperaturas efetivas na faixa $15000 > T_{ef}(\text{K}) > 3000$. Modelos híbridos, em que a radiação é considerada em complemento às ondas de Alfvén, têm sido também considerados.

A introdução das ondas de Alfvén implica em modificações na equação de conservação da quantidade de movimento, que passa a incluir um termo correspondente à força de Lorentz, proporcional a $\vec{J} \times \vec{B}$, onde $\vec{J}$ é a densidade de corrente e $\vec{B}$ a intensidade do campo magnético (capítulo 10).

► **EXEMPLO 5.19** - Taxa de perda de massa por ondas de Alfvén

Uma estimativa para a taxa de perda de massa pelas ondas de Alfvén em estrelas gigantes frias pode ser escrita

$$\frac{dM}{dt} \simeq 9.1 \times 10^{-29} \frac{\alpha^2 B_0^4 R_*^{3.5}}{M_*^{1.5} \rho_0} M_\odot/\text{ano} \quad (5.70)$$

onde M_* é a massa da estrela em massas solares, R_* o raio em raios solares, B_0 é o campo magnético na base do envelope em Gauss, ρ_0 é a densidade de gás na base do envelope e α é um parâmetro que depende das variações do campo magnético relativas ao valor na base do envelope, geralmente menor ou da ordem de 0.1. Tomando valores típicos $M_* = 16 M_\odot$, $R_* = 400 R_\odot$, $B_0 = 10$ Gauss, e uma densidade $\rho_0 = 10^{-13} \text{ g cm}^3$, com $\alpha \simeq 0.05$ obtemos $dM/dt \simeq 4.6 \times 10^{-7} M_\odot/\text{ano}$, que pode ser comparado com um valor mais preciso $dM/dt \simeq 5.5 \times 10^{-7} M_\odot/\text{ano}$ (cf. Lamers 1991, p. 314), compatível com uma velocidade terminal $v_f \simeq 400 \text{ km/s}$.

5.6 INTERAÇÃO DOS VENTOS ESTELARES COM O MEIO INTERESTELAR

A interação dos ventos estelares com a região interestelar vizinha à estrela ocorre à medida que o envelope se expande, produzindo um aquecimento, ionização e transferência de massa e quantidade de movimento ao meio interestelar, em particular pela propagação de ondas de choque. Exemplos clássicos desta interação são a interação do vento solar com o meio interestelar local, as regiões H II, associadas a estrelas quentes e jovens, e as nebulosas planetárias, associadas a estrelas de massa intermediária nos estágios finais de sua evolução. Nesses dois últimos casos, o gás é ionizado pelos fótons ultravioletas da estrela central, ocorrendo simultaneamente efeitos dinâmicos produzidos pela expansão, como a formação de “bolhas” ou “superbolhas” observadas na nossa galáxia, a Via Láctea, e em outras galáxias espirais.

A composição química do meio interestelar é também alterada pela contaminação com os elementos pesados produzidos nos processos de nucleossíntese

estelar – quiescente ou explosiva – e também pela injeção de grãos sólidos coagulados nas atmosferas e envelopes de estrelas gigantes frias.

O tratamento da propagação dos choques no meio interestelar é frequentemente bastante idealizado, com a consideração de choques isotérmicos ou adiabáticos. As regiões afetadas pelo choque passam por três fases distintas segundo o estágio de propagação do choque, incluindo uma fase de expansão livre do vento, uma fase adiabática, e uma fase chamada *snowplow* (limpa-neve). Esta última é geralmente mais importante pela maior duração e pelos efeitos observacionais que podem ser previstos. Nesta fase, o meio interestelar alcança a região mais externa do choque, é aquecido e resfriado rapidamente a uma temperatura relativamente baixa, da ordem de 10^4 K. A massa do material varrido pela onda é maior que a massa da bolha formada, permanecendo na região comprimida. Esta região, mais densa e relativamente fria, é empurrada pela onda como um limpa-neve, tendo uma duração da ordem de até 10^6 anos, dependendo da intensidade do vento.

► EXEMPLO 5.20 - Deposição de energia no meio interestelar

Um vento estelar propagando-se com uma velocidade terminal v_f tem uma energia cinética por unidade de massa da ordem de $(1/2)v_f^2$. Pela conservação da energia, sendo $dM/dt = \dot{M}$ a taxa de perda de massa associada ao vento, a energia cinética depositada no meio interestelar vizinho por unidade de tempo é $(1/2) \dot{M} v_f^2$. Considerando que o vento age durante um intervalo de tempo Δt , a energia cinética total depositada no meio interestelar é $(1/2) \dot{M} v_f^2 \Delta t$. Por exemplo, para uma estrela quente com $v_f \simeq 2000$ km/s e taxa de perda de massa $\dot{M} \sim 10^{-5} M_\odot/\text{ano}$, a taxa de deposição de energia cinética é de 1.2×10^{37} erg/s. Considerando que o estágio correspondente da evolução de estrelas massivas pode ter uma duração $\Delta t \sim 10^5$ anos, a energia total depositada por uma única estrela é de 3.9×10^{49} erg. Este valor pode ser comparado à energia total envolvida em uma explosão de supernova de tipo II, da ordem de 10^{49} a 10^{51} erg.

No caso de estrelas gigantes frias, a taxa de deposição é mais baixa, cerca de 3.1×10^{31} erg/s, onde adotamos $\dot{M} \sim 10^{-6} M_\odot/\text{ano}$ e $v_f \simeq 10$ km/s. Tomando $\Delta t \simeq 10^6$ anos para a duração do estágio de gigante vermelha, a energia cinética total depositada pela estrela é de 9×10^{44} erg, que pode ser comparada à energia produzida na explosão de uma nova, da ordem de 10^{43} a 10^{44} erg. Neste caso, a região do meio interestelar afetada é consideravelmente menor que no caso anterior, mas isto é contrabalançado pela ocorrência mais

frequente de estrelas de massa pequena e intermediária com relação às estrelas massivas e quentes.

5.7 TRANSPORTE RADIATIVO E VENTOS ESTELARES

Um aspecto essencial dos ventos produzidos pela absorção da radiação em linhas é a questão do transporte radiativo, devido à necessidade de absorção dos fótons por um gás em expansão. O gás se expande segundo uma lei de velocidades $v(r)$, de modo que os fótons emitidos pela fotosfera que podem ser absorvidos em uma dada linha espectral devem estar localizados em uma certa “região de interação da linha”, definida basicamente pela largura da linha e pela velocidade do gás, através do efeito Doppler.

Este problema não tem solução rigorosa, sendo normalmente utilizada uma equação de transferência probabilística acoplada à aproximação introduzida por Sobolev (1960). Neste caso, admite-se que a região de interação em que os fótons da fotosfera podem ser absorvidos é infinitamente estreita, de modo que o perfil da linha é essencialmente uma função delta. Assim, o cálculo de propriedades como a profundidade óptica depende apenas das condições locais da região de absorção. Na realidade, as partículas do vento têm movimentos térmicos e turbulentos, o perfil da linha não é infinitamente estreito, e a região de interação é finita, sendo caracterizada pelo chamado “comprimento de Sobolev”. A aproximação não é sempre válida, em particular se as variações na densidade e no gradiente de velocidade do vento não forem desprezíveis em uma região com dimensões da ordem do comprimento de Sobolev.

Com a aproximação de Sobolev, o problema é simplificado, pois o fluxo de radiação responsável pela aceleração do gás depende apenas do fluxo emitido pela estrela e das condições locais da região de aceleração. O cálculo da aceleração radiativa devida às linhas espectrais envolve a determinação da “probabilidade de penetração”, ou seja, a probabilidade da radiação originada na fotosfera alcançar a região de Sobolev, e da “probabilidade de escape” desta região. A partir do trabalho de Castor, Abbott e Klein (1975), costuma-se admitir o limite de fonte pontual para a estrela, com uma correção posterior para o seu tamanho finito.

Estimativas realísticas das forças radiativas das linhas podem ser relativamente complexas, pois um grande número de linhas pode contribuir de maneira significativa para a aceleração do gás, o que requer o cálculo das condições de excitação e ionização de muitos níveis de energia de diversos

elementos químicos. A aceleração radiativa total devida às linhas pode ser escrita em termos da aceleração por espalhamento eletrônico introduzindo-se um fator de escala conhecido como “multiplicador de força”, cujos valores podem alcançar até cerca de 10^4 . As soluções permitem obter as taxas de perda de massa, o perfil de densidade e o de velocidade, que pode ser aproximado por uma lei de velocidades aproximada. A topologia das soluções é qualitativamente semelhante ao caso isotérmico (ver a figura 5.8), havendo uma única solução transônica que passe de maneira suave da fase subsônica para a fase supersônica.

Também no caso dos ventos radiativos em estrelas quentes a taxa de perda de massa pode ser significativamente aumentada pela ocorrência de espalhamento múltiplo, especialmente quando existem muitas linhas relativamente próximas, de modo que podem ocorrer absorções em comprimentos de onda sucessivamente mais longos à medida que o fóton escapa da estrela.

Finalmente, deve-se mencionar a possibilidade de instabilidades nos ventos radiativos, causadas pelo crescimento de perturbações na velocidade e densidade do gás. As instabilidades afetam a estrutura detalhada dos perfis de velocidade e densidade, embora os valores médios dessas quantidades sejam mantidos, sendo também responsáveis por alguns fenômenos observados nessas estrelas, como a emissão de raios X e a existência de íons em estágios elevados de ionização, o que é conhecido como superionização.

EXERCÍCIOS

- 5.1 Prove as relações (5.3).
- 5.2 A estrela HD 36486 (O9.5 II) tem uma temperatura efetiva $\log T_{ef} = 4.49$, um vento estelar com velocidade terminal $v_f = 2000$ km/s e taxa de perda de massa $\dot{M} = 1.0 \times 10^{-6} M_\odot/\text{ano}$. (a) Use a relação entre a quantidade de movimento modificada do vento e a luminosidade estelar (5.62) e determine a luminosidade da estrela. (b) Qual é a energia por unidade de tempo comunicada pelo vento ao meio interestelar?
- 5.3 Considere uma coroa solar hidrostática adiabática, mantidas as hipóteses do Exemplo 5.12, com $T \simeq 1.5 \times 10^6$ K, $n_0 \simeq 4 \times 10^8 \text{ cm}^{-3}$ e $r_0 \simeq R_\odot = 6.96 \times 10^{10}$ cm e estime a densidade do gás coronal na posição da Terra. Compare seu resultado com o valor obtido naquele exemplo.

- 5.4 A estrela α Sco tem tipo espectral M1.5 I, massa $M_* = 18 M_\odot$, raio $R_* = 600 R_\odot$ e luminosidade $\log(L_*/L_\odot) = 4.6$. Seu vento tem uma velocidade terminal $v_f = 20$ km/s. (a) Determine sua taxa de perda de massa usando a expressão aproximada (5.67), em que a perda de massa é devida à poeira, e usando a fórmula de Reimers (5.59). Adote os valores da profundidade óptica $\tau = 0.01, \tau = 0.1, \tau = 1.0$. (b) Considerando que a taxa obtida por métodos mais precisos é $dM/dt = 1.0 \times 10^{-6} M_\odot/\text{ano}$, qual é a profundidade óptica total dos grãos τ_d ? Qual é o valor do fator de eficiência η na fórmula de Reimers?
- 5.5 O fluxo de massa $\vec{j} = \rho \vec{v}$ (unidades: $\text{g cm}^{-2} \text{s}^{-1}$) pode também ser considerado como uma densidade de quantidade de movimento, ou quantidade de movimento por unidade de volume (unidades: $\text{g cm s}^{-1} \text{cm}^{-3}$). Considerando que o Sol tem um raio $R_\odot = 6.96 \times 10^{10} \text{cm}$, determine o fluxo de massa próximo à superfície do Sol, de acordo com os dados do Exemplo 5.1. Compare seu resultado com o valor obtido em $r = 1$ UA.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- BRANDT, J. C. 1970, *Introduction to the Solar Wind*, San Francisco, Freeman
- CARROLL, B. W., OSTLIE, D. A. 2014, *An Introduction to Modern Astrophysics*, Pearson
- CASTOR, J. I., ABBOTT, D. C., KLEIN, R.I. 1975, *Astrophysical Journal* 195, 157
- CHOUDHURI, A. R. 2010, *Astrophysics for Physicists*, CUP
- LAMERS, H. J. G. L. M., CASSINELLI, J. P. 1999, *Introduction to Stellar Winds*, CUP
- MACIEL, W. J. 2005, *Hidrodinâmica e Ventos Estelares: uma introdução*, Edusp (edição em inglês: *Hydrodynamics and Stellar Winds: an Introduction*, Springer 2014)
- MIHALAS, D. 1978, *Stellar Atmospheres*, Freeman
- SOBOLEV, V. V. 1960, *Moving Envelopes of Stars*, Harvard University Press.

INTERIORES ESTELARES

6.1 INTRODUÇÃO

No capítulo 3 consideramos alguns aspectos das atmosferas estelares no que se refere ao transporte de energia. Neste capítulo, vamos analisar os interiores das estrelas, em particular considerando a energia armazenada e os procesos mais importantes de transporte de energia. Parte do material aqui apresentado está descrito de maneira mais detalhada em Maciel (1999). Outras referências aos problemas de transporte de energia no interior das estrelas incluem Swihart (1972), Hansen et al. (2004), de Boer e Seggewiss (2008), Ryan e Norton (2010) e Kippenhahn et al. (2012).

6.2 ENERGIAS ESTELARES

As principais fontes de energia das estrelas são três: a energia *térmica*, a energia *potencial gravitacional*, e a energia *nuclear*. Vamos a seguir considerar cada uma dessas três fontes de energia.

6.2.1 ENERGIA TÉRMICA

A energia térmica total de uma estrela (erg) é dada por $E_t \simeq \bar{U}M$, onde $\bar{U}$ é a energia térmica média por grama (erg/g) de matéria estelar e M é a

massa da estrela. Para um gás perfeito, temos $\bar{U} = 3kT/2\mu m_H$ onde T é a temperatura do gás, μ seu peso molecular médio e m_H a massa do átomo de H. Temos então

$$E_t \simeq \frac{3}{2} \frac{kT}{\mu m_H} M \quad (6.1)$$

Podemos obter uma expressão para a energia térmica E_t em termos da distribuição de massa e densidade no interior da estrela. Usando a equação de estado dos gases perfeitos, a equação de conservação da massa (5.1) e a equação de equilíbrio hidrostático (5.33) obtemos (ver Exercício 6.1)

$$E_t = 2\pi G \int_0^R M(r) \rho(r) r dr \quad (6.2)$$

► EXEMPLO 6.1 - Energia térmica do Sol

Usando valores típicos para as regiões internas do Sol, $T \simeq 1.6 \times 10^7$ K, $\mu \simeq 0.5$, e $M = 1.99 \times 10^{33}$ g, obtemos $E_t \simeq 7.9 \times 10^{48}$ erg. Considerando que $T \propto M/R$, onde R é o raio da estrela (ver exercício 6.2), podemos escrever

$$E_t \simeq 7.9 \times 10^{48} \frac{(M/M_\odot)^2}{R/R_\odot} \text{ erg} \quad (6.3)$$

A luminosidade do Sol é $L_\odot = 3.85 \times 10^{33}$ erg/s. Se a energia emitida tiver origem térmica, e essa energia não estiver sendo renovada, o Sol poderia conservar sua luminosidade por um período da ordem de $t_t \simeq E_t/L_\odot \simeq 2.1 \times 10^{15}$ s = 6.5×10^7 anos. Há evidências de que o Sol tem mantido sua atual luminosidade por um período muito maior, da ordem de $10^9 - 10^{10}$ anos. Do ponto de vista geológico, com o estudo dos elementos radioativos nas rochas da crosta terrestre (e da Lua) e seus produtos de decaimento, é possível estimar por quanto tempo essas rochas têm sido sólidas, o que impede variações apreciáveis na luminosidade solar. Por outro lado, estudando os fósseis nas rochas pode-se estimar o tempo de ocupação dos seres vivos no planeta, o que leva basicamente às mesmas conclusões acima. Além disso, evidências astronômicas, ligadas justamente à evolução estelar e à evolução química da Galáxia apontam para a mesma escala de tempo, da ordem de 5×10^9 anos. Portanto, pode-se concluir que a energia térmica não é suficiente para manter

a luminosidade solar, havendo a necessidade de renovação a partir de outra fonte de energia.

6.2.2 ENERGIA GRAVITACIONAL

No processo de contração gravitacional pelo qual passam as estrelas, a energia potencial gravitacional é perdida, convertendo-se, pelo menos parcialmente, em energia térmica. Para uma estrela de massa M a energia potencial gravitacional é

$$E_g = - \int_0^M \frac{G M(r) dM}{r} \quad (6.4)$$

usando a equação de conservação da massa temos

$$E_g = -4\pi G \int_0^R M(r) \rho(r) r dr \quad (6.5)$$

Comparando (6.5) com (6.2) vemos que

$$2E_t + E_g = 0 \quad (6.6)$$

que é uma forma do *teorema do virial* (capítulo 7). De acordo com essa equação, no processo de contração gravitacional, *metade* da energia potencial gravitacional é convertida em energia térmica, e metade é emitida na forma de radiação.

► EXEMPLO 6.2 - Energia gravitacional do Sol

Usando o resultado (6.3) a equação (6.6) pode ser escrita

$$E_g = -1.6 \times 10^{49} \frac{(M/M_\odot)^2}{R/R_\odot} \text{ erg} \quad (6.7)$$

correspondendo a cerca de 10^{49} erg para o Sol. Obviamente, essa energia é também insuficiente para manter a luminosidade atual do Sol por um período da ordem de $10^9 - 10^{10}$ anos, pois $t_g \sim |E_g|/L_\odot \sim 1.3 \times 10^8$ anos.

► EXEMPLO 6.3 - A escala de tempo de Kelvin-Helmoltz

Em termos da energia gravitacional de uma estrela, pode-se definir a *escala de tempo de Kelvin-Helmholtz* por

$$t_{KH} = \frac{|\bar{E}_g|}{L} \simeq \frac{G M^2}{2 R L} \quad (6.8)$$

onde consideramos $M(r) \simeq M/2$ em $r = R/2$ e $|E_g| \simeq GM^2/2R$. Usando essa expressão, obtemos para o Sol $t_{KH} \simeq 5.0 \times 10^{14} \text{ s} = 1.6 \times 10^7 \text{ anos}$.

6.2.3 ENERGIA NUCLEAR

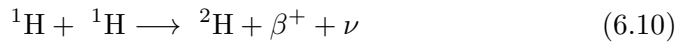
No interior estelar ocorrem continuamente colisões entre as partículas. Se a colisão de duas partículas (Z_1, A_1) e (Z_2, A_2) tiver energia suficiente para ultrapassar a barreira coulombiana, é possível a formação de um novo núcleo $(Z_1 + Z_2, A_1 + A_2)$. O excesso de energia pode aparecer como energia cinética das partículas, pode ser emitido na forma de radiação, ou ainda comunicado a uma terceira partícula (Z_3, A_3) , ejetada do núcleo, restando o núcleo final $(Z_1 + Z_2 - Z_3, A_1 + A_2 - A_3)$. Para um núcleo (Z, A) de massa m , temos

$$m(Z, A) = Zm_p + (A - Z)m_n - \frac{E(Z, A)}{c^2} \quad (6.9)$$

onde m_p e m_n são as massas do próton e nêutron, respectivamente, e $E(Z, A)$ é a energia de ligação do núcleo. Note-se que a massa do núcleo é menor que a soma das massas dos prótons e nêutrons componentes. A diferença entre as massas é diretamente proporcional ao reservatório de energia nuclear, de acordo com a equação de Einstein, $\Delta E = \Delta M c^2$.

► EXEMPLO 6.4 - Energia nuclear do Sol

Vamos considerar o caso do Sol, em que ocorre a reação



Nesta reação temos $m({}^2\text{H}) = 2.0141 \text{ u}$, $m({}^1\text{H}) = 1.0078 \text{ u}$, e $2m({}^1\text{H}) = 2.0156 \text{ u}$, onde $\text{u} = 1.66 \times 10^{-24} \text{ g}$. Podemos calcular a diferença em massa $\Delta m = 0.0015 \text{ u}$ e energia $\Delta E = \Delta m c^2 = 2.24 \times 10^{-6} \text{ erg} = 1.4 \times 10^6 \text{ eV} = 1.4 \text{ MeV}$. Para o Sol, o número de reações por segundo necessário para manter a luminosidade é $L_\odot/\Delta E \simeq 10^{39} \text{ s}^{-1}$. Por outro lado, o número médio de núcleos de H no Sol é $M_\odot/m_H \simeq 10^{57}$. Considerando que aproximadamente 10% (10^{56}) desses núcleos estão no centro, em condições de sofrer reações nucleares, em cada segundo uma fração $10^{39}/10^{56} = 10^{-17}$ dos núcleos deve sofrer uma reação, isto é, apenas um núcleo de cada 10^{17} .

Vamos estimar a energia produzida pela transformação de H em He no interior solar. Temos $m(^1\text{H}) = 1.0078$ u, $4m(^1\text{H}) = 4.0312$ u, e $m(^4\text{He}) = 4.0026$ u. Assim, $\Delta E \simeq 4.27 \times 10^{-5}$ erg = 26.7 MeV. A energia liberada por grama de H é $\Delta E/4m_H \simeq 6.39 \times 10^{18}$ erg/g. Considerando novamente que uma fração da ordem de 10% da massa do Sol está em condições de sofrer reações nucleares, o suprimento de energia nuclear do Sol é

$$E_n \simeq \frac{\Delta E}{4m_H} (0.1M_\odot) \sim 10^{51} \text{ erg} \quad (6.11)$$

Comparando esse valor com a energia térmica (6.3) e a energia gravitacional (6.7), vemos que $E_n \gg |E_g| > E_t$. Em termos da energia nuclear da estrela, podemos definir uma escala de tempo nuclear t_n como $t_n \simeq E_n/L$. Para o Sol, obtemos $t_n \simeq 3 \times 10^{17}$ s $\simeq 10^{10}$ anos, ou seja, as fontes nucleares podem manter o Sol com sua luminosidade atual pelo tempo necessário, de acordo com as observações. Outras reações podem aumentar ainda mais esse tempo, mas a energia obtida na transformação de H em He corresponde aproximadamente a 70% do total disponível.

► EXEMPLO 6.5 - O tempo de queda livre

Vamos comparar as escalas de tempo t_n e t_{KH} com o tempo de queda livre, essencialmente o tempo necessário para que uma estrela colapse sob a ação da força gravitacional. Da equação de equilíbrio hidrostático temos

$$\frac{1}{\rho} \frac{dP}{dr} + \frac{GM}{r^2} = 0 \quad (6.12)$$

Se as forças gravitacionais e de pressão não se equilibrarem, ou seja, se a estrela colapsar sob a ação da força gravitacional, o termo dP/dr se anula podemos escrever aproximadamente

$$\left| \frac{d^2r}{dt^2} \right| \simeq \frac{GM}{R^2} \simeq \frac{R}{t_{ql}^2} \quad (6.13)$$

de modo que

$$t_{ql}^2 \simeq \frac{R^3}{GM} \simeq \frac{3}{4\pi G\bar{\rho}} \quad (6.14)$$

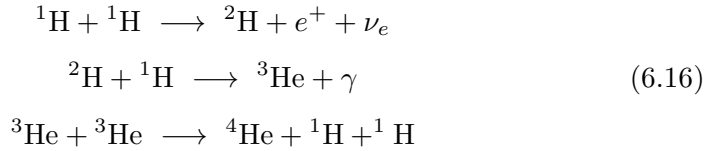
onde tomamos $r \simeq R$ e $M(r) \simeq M$ e usamos a densidade média $\bar{\rho}$. Um cálculo mais rigoroso leva a um coeficiente numericamente diferente em cerca de 10%. Em termos solares, obtemos

$$t_{ql} \simeq 1.6 \times 10^3 \frac{(R/R_\odot)^{3/2}}{(M/M_\odot)^{1/2}} \text{ s} \quad (6.15)$$

Para o Sol, $t_{ql} \simeq 1.6 \times 10^3 \text{ s} = 27 \text{ min}$; para uma gigante vermelha com $M = M_\odot$ e $R = 100 R_\odot$, $t_{ql} \simeq 18 \text{ dias}$; para uma anã branca com $M = 0.6 M_\odot$ e $R = R_\odot/50$, e $t_{ql} = 5.8 \text{ s}$. Portanto, temos $t_n \gg t_{KH} \gg t_{ql}$.

► EXEMPLO 6.6 - Energia de Gamow e probabilidade de penetração

A reação (6.10) é a primeira reação da cadeia pp, em que quatro prótons são transformados em um núcleo de hélio, com a liberação de energia. A cadeia pp pode ser subdividida nas cadeias pp1, pp2 e pp3, das quais a mais importante em estrelas como o Sol é a primeira, com as reações



Para que estas reações ocorram, os dois prótons devem romper a barreira coulombiana responsável pela repulsão entre eles, que pode ser estimada por $V \simeq e^2/r$, onde $e = 4.80 \times 10^{-10} \text{ cm}^{3/2} \text{ g}^{1/2} \text{ s}^{-1}$ é a carga do elétron e r é a distância entre os dois prótons, que pode ser tomada como sendo da ordem do raio de Bohr, $r \simeq 1.2 \times 10^{-13} \text{ cm}$. Obtemos então $V \simeq 1.9 \times 10^{-6} \text{ erg} = 1.2 \times 10^6 \text{ eV} = 1.2 \text{ MeV}$. Por outro lado, a energia térmica média dos prótons no interior do Sol em uma região com temperatura $T_c \simeq 15 \times 10^6 \text{ K}$ é $E \simeq kT \simeq 2.1 \times 10^{-9} \text{ erg} = 1.3 \text{ keV}$, ou seja, a energia térmica média dos prótons é cerca de 1000 vezes menor que a energia necessária para ultrapassar a barreira de potencial entre eles, de modo a ocorrer a reação (6.10). A probabilidade de penetração desta barreira pode ser escrita como

$$P \simeq e^{-(E_G/E)^{1/2}} \quad (6.17)$$

onde E_G é a *energia de Gamow* dos prótons, dada por

$$E_G = 2\pi^2 \alpha^2 c^2 m_r \simeq 7.9 \times 10^{-7} \text{ erg} = 0.49 \text{ MeV} \quad (6.18)$$

onde $\alpha = 1/137$ é a constante de estrutura fina, e $m_r = m_p/2$ é a massa reduzida dos prótons. Considerando os valores de E_G e E , temos $P \simeq 3.8 \times 10^{-9}$.

Vemos que a probabilidade de penetração é extremamente baixa, embora não seja nula, mesmo nas condições do interior do Sol. A reação realmente ocorre devido ao efeito do tunelamento quântico.

► EXEMPLO 6.7 - Neutrinos solares

As reações nucleares que ocorrem no interior do Sol têm como subproduto neutrinos de elétrons (ν_e), que conseguem atravessar todo o Sol sem sofrer absorções e propagam-se pelo espaço. Este é um exemplo interessante de transporte ou transferência de energia: na reação inicial da cadeia-pp (equação 6.10), temos inicialmente dois prótons com elevada energia cinética, uma vez que a temperatura na região central do Sol é de 15×10^6 K. Esta energia é parcialmente transformada em radiação no final da cadeia-pp, mas parte dela fica armazenada nos neutrinos. A detecção de neutrinos solares é, portanto, um objetivo importante, uma vez que eles trazem informações das regiões internas do Sol que são inacessíveis pela radiação. De fato, além dos neutrinos, apenas os resultados da heliosismologia podem nos dar informações das regiões subfotosféricas do Sol. A detecção dos neutrinos solares foi iniciada na década de 1960 por R. Davis, que construiu um detector no fundo de uma mina de ouro em Homestake, U.S.A. A detecção é indireta: o detector continha tetracloreto líquido, e a absorção de neutrinos transformava alguns átomos de Cl em Ar, e este podia ser medido. Mais recentemente, foram construídos detectores mais eficientes no Japão e Canadá, entre outros.

De modo geral, os resultados iniciais indicavam um fluxo de neutrinos *menor* que o esperado pela teoria, o que levou a diversas especulações, inclusive colocando dúvidas sobre a exatidão das previsões da teoria das reações nucleares no Sol. Como ficou claro a partir de 2001, os neutrinos de elétrons detectados são apenas uma parte dos neutrinos que chegam até a Terra, ou seja, parte dos neutrinos de elétrons que deixam o Sol transforma-se em outros tipos de neutrinos, os neutrinos de múons (ν_μ) ou tau (ν_τ). Este processo, às vezes chamado de *oscilações de neutrinos* não era conhecido antes dos experimentos com os neutrinos solares. Um papel importante neste problema foi desempenhado pelo SDO (*Sudbury Neutrino Observatory*) em Ontario, Canadá, onde tubos fotomultiplicadores foram instalados em uma esfera geodésica de 18 m de diâmetro contendo água pesada ($^2\text{H}_2\text{O}$), todo o sistema imerso em água comum (figura 6.1).

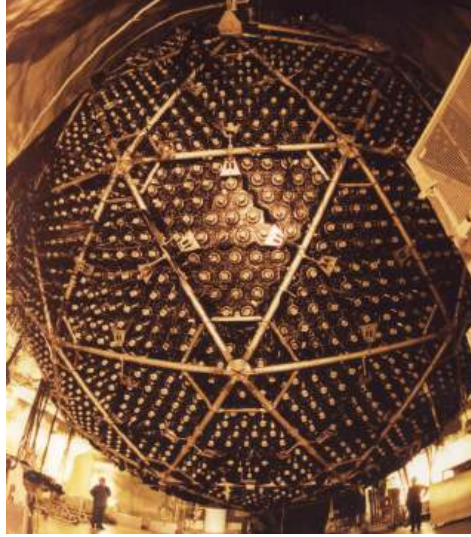


Figura 6.1 - Detector do observatório de neutrinos SNO no Canadá.

O detector está a uma profundidade de cerca de 2 km, e os neutrinos interagem com os núcleos da água pesada de três maneiras principais: (a) O neutrino pode quebrar o núcleo do ^2H em seus componentes p e n ; o nêutron combina-se com outro deutério, produzindo radiação que libera um elétron. Este, acelerado, emite radiação Čerenkov, que é detectada. Este processo é chamado “quebra de deutério”, e pode ocorrer com os três tipos de neutrinos, ν_e , ν_μ e ν_τ . (b) O segundo processo, chamado de “absorção de neutrinos”, ocorre somente com os neutrinos de elétrons, ν_e . Neste caso, um nêutron absorve o neutrino, transformando-se em um próton e em um elétron energético, que também pode emitir radiação Čerenkov detectável. (c) Na terceira possibilidade, mais rara, os nêutrons (ν_e , ν_μ ou ν_τ) podem colidir diretamente com elétrons, os quais podem também emitir radiação. Portanto, com este detector os três tipos de neutrinos podem ser detectados, ao contrário dos experimentos iniciais, que somente detectavam os neutrinos de elétrons.

O fluxo total de neutrinos solares, detectado na Terra pelo processo de quebra de deutério, é da ordem de $f(\nu) \simeq 5.09 \times 10^6 \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$, compreendendo neutrinos ν_e , ν_μ e ν_τ . Por outro lado, o processo de absorção de neutrinos, sensível aos neutrinos de elétrons ν_e , tem como resultado $f(\nu_e) \simeq 1.75 \times 10^6 \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. Portanto, a maior parte (cerca de 2/3) do fluxo refere-se aos neutrinos dos tipos ν_μ e ν_τ , ou seja, $f(\nu_\mu + \nu_\tau) \simeq f(\nu) - f(\nu_e) \simeq 3.34 \times 10^6 \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. Supondo que os fluxos dos neutrinos ν_μ e ν_τ seja semelhante, este

fluxo equivale a $f(\nu_\mu) \simeq f(\nu_\tau) \simeq 1.67 \times 10^6 \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

Considerando que o raio do Sol é $R_\odot = 6.96 \times 10^{10} \text{ cm}$ e que a distância média entre a Terra e o Sol é $d_T = 1.5 \times 10^{13} \text{ cm}$, vemos que o fluxo total de neutrinos na superfície do Sol deve ser $F(\nu) \simeq f(\nu) (d_T/R_\odot)^2 \simeq 2.36 \times 10^{11} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. Os neutrinos movem-se com a velocidade da luz, de modo que levam um tempo $t_1 \simeq R_\odot/c \simeq 2.3 \text{ s}$ para escapar do Sol, e um tempo $t_2 \simeq 1.5 \times 10^{13}/3 \times 10^{10} \simeq 500 \text{ s}$ ou cerca de 8.3 minutos para chegar até a Terra.

6.2.4 A TAXA DE PRODUÇÃO DE ENERGIA NUCLEAR

Seja ϵ'_n a taxa de produção de energia nuclear em uma estrela, ou seja, a energia produzida pela fusão nuclear por unidade de volume e por unidade de tempo, medida em $\text{erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$ ou W/m^3 . Chamando R o número de reações nucleares por unidade de volume e tempo, temos

$$\epsilon'_n \simeq R \Delta m c^2 \quad (6.19)$$

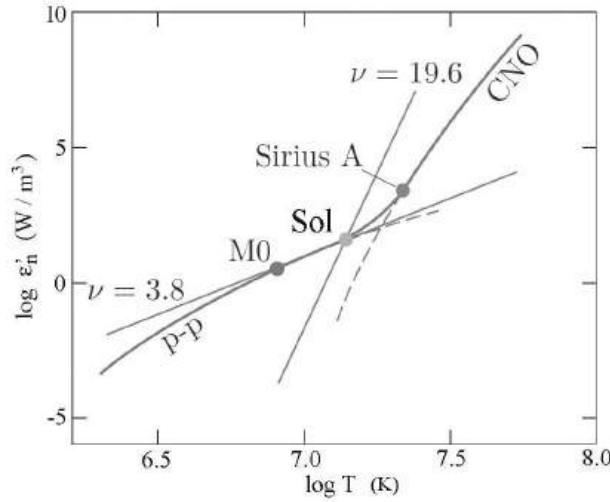


Figura 6.2 - Taxas de produção de energia para a cadeia pp e o ciclo CNO.

onde Δm é o defeito de massa, ou seja, a diferença entre as massas dos reagentes e a massa dos produtos. A taxa R pode ser colocada na forma $R \propto \rho^2 T^\nu$, de modo que $\epsilon'_n \propto \rho^2 T^\nu$, onde ν é um expoente que depende do tipo de reação nuclear considerado. Por exemplo, para a cadeia pp e o ciclo CNO obtemos os resultados mostrados na figura 6.2, onde o eixo vertical

dá a taxa ϵ'_n (W/m³) em função da temperatura. Na figura estão indicadas algumas estrelas: o Sol (G2V), uma estrela anã vermelha (M0V) e Sirius A (A0V). No caso da cadeia pp temos $\nu \simeq 3.8$ e para o ciclo-CNO $\nu \simeq 19.6$. Temos então $\epsilon'_n(pp) \propto \rho^2 T^{3.8}$ e $\epsilon'_n(CNO) \propto \rho^2 T^{19.6}$. Usando estes ajustes, e fazendo uma calibração pelo Sol, obtemos as duas retas mostradas na figura.

Vamos considerar mais em detalhes a cadeia-pp. Da figura 6.2 a taxa ϵ'_{pp} para o Sol é aproximadamente $\epsilon'_{pp} \simeq 10^2 \text{ W/m}^3 \simeq 10^3 \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$. Supondo que esta taxa se aplique a uma região interna do Sol com raio $R \simeq 0.1 R_\odot$, a luminosidade produzida por este processo é

$$L_{pp} \simeq \frac{4}{3} \pi R^3 \epsilon' \simeq \frac{4}{3} \pi (0.1 R_\odot)^3 \epsilon'_{pp} \simeq 1.4 \times 10^{33} \text{ erg/s} \quad (6.20)$$

que é da mesma ordem de grandeza da luminosidade do Sol. Naturalmente, esta estimativa é muito grosseira, e outras fontes nucleares de energia devem ser consideradas. A taxa de produção de energia pela cadeia-pp pode também ser expressa por unidade de massa, ou seja,

$$\epsilon_{pp} \simeq \frac{\epsilon'_{pp}}{\rho} \quad (6.21)$$

Tomando $\epsilon'_{pp} \simeq 10^3 \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$ e $\rho \simeq 150 \text{ g/cm}^3$, temos $\epsilon_{pp} \simeq 7 \text{ erg g}^{-1} \text{ s}^{-1}$. A taxa de produção de energia nuclear pelo processo pp pode ser escrita aproximadamente (Carroll e Ostlie, 2014)

$$\epsilon_{pp} \simeq 1.08 \times 10^{-5} \rho X^2 T_6^4 \quad (6.22)$$

onde $X \simeq 0.4$ é a abundância atual de H no interior solar e $T_6 \simeq 15$ é a temperatura em unidades de 10^6 K . Com esta relação obtemos a taxa de produção de energia $\epsilon_{pp} \simeq 13 \text{ erg g}^{-1} \text{ s}^{-1}$.

► EXEMPLO 6.8 - Comparação de taxas de produção de energia nuclear

Expressões mais completas das taxas pp e CNO podem ser encontradas na literatura, como

$$\epsilon_{pp} \simeq 2.4 \times 10^6 f_{pp} \psi g_{pp} X^2 \rho T_6^{-2/3} e^{-33.8/T_6^{1/3}} \quad (6.23)$$

onde g_{pp} é uma função que varia lentamente com a temperatura, X é a abundância de H por massa, ρ é a densidade em g/cm^3 , T_6 é a temperatura

em unidades de 10^6 K, f_{pp} é o fator de blindagem, da ordem da unidade para $T \sim 10^7$ K, e ψ é um fator também da ordem da unidade que leva em conta as diferentes possibilidades de terminar a cadeia pp. A taxa está em $\text{erg g}^{-1} \text{s}^{-1}$. Podemos aplicar esta equação e obter uma estimativa mais correta para a taxa ϵ_{pp} no interior do Sol. Adotando $\rho \simeq 150 \text{ g/cm}^3$, $T \simeq 1.6 \times 10^7$ K, e $X \simeq 0.7$, obtemos $\epsilon_{pp} \simeq 40 \text{ erg g}^{-1} \text{s}^{-1}$. Para o ciclo CNO em temperaturas na faixa de 10^7 K uma expressão mais correta é

$$\epsilon_C \simeq 8.7 \times 10^{27} f_C g_C X X_N \rho T_6^{-2/3} e^{-152.3/T_6^{1/3}} \quad (6.24)$$

onde a taxa é dada novamente em $\text{erg g}^{-1} \text{s}^{-1}$, X é a abundância do H, X_N é a abundância do ^{14}N , f_C é o fator de blindagem para o ciclo CNO, $f_C \simeq 1$ para temperaturas $T \geq 10^7$ K, e $g_C = f(T)$. Com esta equação podemos estimar ϵ_C nas mesmas condições adotadas para o Sol. Com $T \simeq 1.6 \times 10^7$ K, $\rho \simeq 150 \text{ g/cm}^3$, $X \simeq 0.7$ e $X_N \simeq 10^{-3}$, $\epsilon_C \simeq 0.8 \text{ erg g}^{-1} \text{s}^{-1}$, isto é, $\epsilon_C \ll \epsilon_{pp}$.

Uma vez esgotado o H no interior estelar, diminui a produção de energia nuclear, e a estrela se contrai, aumentando a temperatura. É iniciada então a queima do He. Para $T \geq 10^8$ K, o He é convertido em ^{12}C , principalmente pelo processo *triplo- α* , onde dois núcleos de ^4He produzem um núcleo de ^8Be , o qual pode eventualmente encontrar outro núcleo de ^4He produzindo ^{12}C . A taxa para este processo pode ser escrita

$$\epsilon_{3\alpha} \simeq 5.1 \times 10^{11} f_{3\alpha} Y^3 \rho^2 T_8^{-3} e^{-44/T_8} \quad (6.25)$$

onde Y é a abundância de He por massa, ρ é a densidade em g/cm^3 , T_8 é a temperatura em unidades de 10^8 K, e $f_{3\alpha}$ é o fator de blindagem, da ordem da unidade para temperaturas da ordem de 10^8 K. Por exemplo, uma taxa $\epsilon_{3\alpha} \simeq 40 \text{ erg g}^{-1} \text{s}^{-1}$ pode ser obtida em uma região com $T \sim 10^8$ K, $Y \simeq 0.3$ e $\rho \simeq 2 \times 10^5 \text{ g/cm}^3$.

Valores típicos das taxas para os processos pp, CNO e triplo- α em $\text{erg g}^{-1} \text{s}^{-1}$ estão ilustrados na figura 6.3. Foram usados os valores médios: $\rho X^2 \simeq 100 \text{ g/cm}^3$ (cadeia pp), $X_N \sim 10^{-3} X$ (ciclo CNO), e $\rho^2 Y^3 \simeq 10^8 \text{ g}^2/\text{cm}^6$ (processo triplo- α). A posição aproximada do modelo padrão do Sol está indicada e pode ser comparada com a figura 6.2.

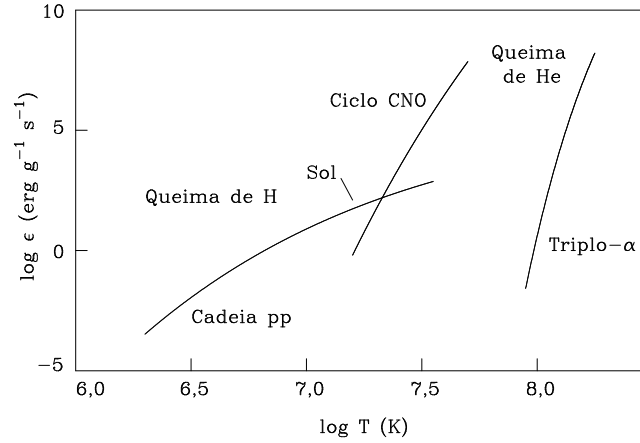


Figura 6.3 - Comparação de taxas de produção de energia nuclear.

6.3 EQUILÍBRIO RADIATIVO

Há três processos básicos de transporte de energia nas estrelas: *radiação*, *convecção* e *condução*, dos quais os dois primeiros são geralmente mais importantes no interior estelar. Os neutrinos também transportam uma quantidade apreciável de energia para fora da estrela, mas sua seção de choque de interação com a matéria estelar é muito baixa, e a energia transportada por esse processo é essencialmente perdida pela estrela. Quando a energia é transportada pela radiação, há *equilíbrio radiativo*, e quando o transporte é feito basicamente pela convecção, temos *equilíbrio convectivo*.

No capítulo 1, seções 1.3 e 1.4, vimos a equação de transporte radiativo e sua solução geral, bem como analisamos os casos opticamente fino e espesso, e no capítulo 2, seção 2.1, vimos a lei de Kirchhoff. A equação de transporte pode ser escrita

$$\frac{dI_\nu}{ds} = k_\nu(S_\nu - I_\nu) \quad (6.26)$$

onde tomamos a coordenada espacial s aumentando para dentro da estrela.

6.3.1 O CAMPO DE RADIAÇÃO NO INTERIOR ESTELAR

Em uma estrela com simetria esférica, a equação de transporte radiativo pode ser convenientemente escrita em termos das coordenadas r e θ , onde r é a distância ao centro da estrela e θ é o ângulo entre a direção de propagação

e a direção radial (figura 6.4). A equação de transporte (6.26) fica então (ver a equação 3.18)

$$\frac{\cos \theta}{k_\nu} \frac{\partial I_\nu}{\partial r} - \frac{\sin \theta}{k_\nu r} \frac{\partial I_\nu}{\partial \theta} = S_\nu - I_\nu \quad (6.27)$$

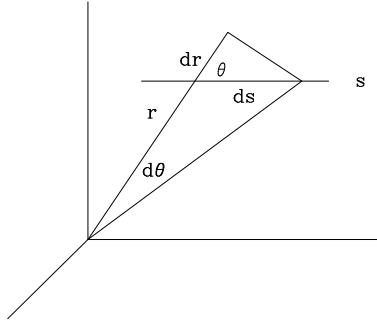


Figura 6.4 - Coordenadas em simetria esférica.

Vamos introduzir o caminho livre médio para os fótons com frequência ν $\Lambda_\nu \simeq 1/k_\nu$. Para as interações (colisões) entre as partículas no interior estelar, o caminho livre médio pode ser escrito $\Lambda \simeq 1/n\sigma$, onde σ é a seção eficaz de interação. Para colisões de elétrons ou íons com outros elétrons ou íons, $\sigma \simeq 10^{-16} - 10^{-18} \text{ cm}^2$. Para interações de fótons com elétrons ou íons, $\sigma \simeq 10^{-24} \text{ cm}^2$. Usando a relação $n = \bar{\rho}/\mu m_H$, a densidade numérica de partículas no interior estelar é, tipicamente,

$$n \simeq 1.7 \times 10^{24} \frac{M/M_\odot}{(R/R_\odot)^3} \text{ cm}^{-3} \quad (6.28)$$

Com esses valores, os caminhos livres médios são $\Lambda \sim 10^{-7} \text{ cm}$ para interações entre partículas, e $\Lambda \sim 1 \text{ cm}$ para interações envolvendo fótons. Como $\Lambda_\nu \leq 1 \text{ cm}$, de (6.27) temos, então,

$$\frac{\cos \theta}{k_\nu} \frac{\partial I_\nu}{\partial r} \simeq \cos \theta \Lambda_\nu \frac{I_\nu}{R} \ll I_\nu \quad (6.29)$$

$$\frac{\sin \theta}{k_\nu r} \frac{\partial I_\nu}{\partial \theta} \simeq \sin \theta \frac{\Lambda_\nu}{R} \frac{\partial I_\nu}{\partial \theta} \ll I_\nu \quad (6.30)$$

Portanto, os dois termos do primeiro membro em (6.27) são pequenos em relação a I_ν , isto é, a diferença entre I_ν e S_ν é pequena. Isso reflete o fato de que as condições físicas no interior estelar não variam muito ao longo de um caminho livre médio, e o ET é uma boa aproximação. Nesse caso $S_\nu \simeq B_\nu$, e a intensidade é aproximadamente igual à função de Planck. O fluxo, ao contrário, depende de alguma anisotropia no campo de radiação, como vimos na seção 2.5.2. Podemos então considerar os termos do primeiro membro de (6.27) como perturbações da intensidade em ET. Em uma primeira aproximação, podemos escrever

$$I_\nu = B_\nu - \frac{\cos \theta}{k_\nu} \frac{dB_\nu}{dr} \quad (6.31)$$

pois $\partial B_\nu / \partial \theta = 0$. Esta equação é exatamente da forma da equação (2.70), com $I_{\nu 0} = B_\nu$ e $I_{\nu 1} = -(1/k_\nu) (dB_\nu/dr)$. Usando (6.31), podemos calcular a intensidade média J_ν , o fluxo F_ν , a densidade de energia U_ν e a pressão da radiação $P_r(\nu)$ obtendo as mesmas relações (2.71) - (2.74)

$$J_\nu = B_\nu \quad (6.32)$$

$$F_\nu = -\frac{4\pi}{3k_\nu} \frac{dB_\nu}{dr} \quad (6.33)$$

$$U_\nu = \frac{4\pi}{c} B_\nu \quad (6.34)$$

$$P_r(\nu) = \frac{4\pi}{3c} B_\nu \quad (6.35)$$

Em termos de quantidades integradas, obtemos para a intensidade específica, a intensidade média, a densidade de energia e a pressão da radiação as mesmas equações do capítulo 2, isto é $B = (a c/4 \pi) T^4 = (\sigma/\pi) T^4$, $J = B$, $U = a T^4$ e $P_r = (1/3) a T^4$.

6.3.2 A MÉDIA DE ROSSELAND

A obtenção do fluxo integrado é mais complexa, pois o fluxo monocromático F_ν depende do coeficiente de absorção, de acordo com (6.33). Formalmente, podemos integrar essa expressão, obtendo

$$F = -\frac{4\pi}{3} \int_0^\infty \frac{1}{k_\nu} \frac{dB_\nu}{dr} d\nu \quad (6.36)$$

Para calcular F precisamos conhecer o coeficiente de absorção k_ν em função da frequência, o que depende da composição química e das condições físicas do material no interior estelar de uma forma complexa. É portanto conveniente definir um coeficiente médio k_R tal que a equação (6.33) seja válida *também* para as quantidades integradas, isto é

$$F = -\frac{4\pi}{3k_R} \frac{dB}{dr} \quad (6.37)$$

Igualando (6.36) e (6.37), e considerando que $dB_\nu/dr = (dB_\nu/dT)(dT/dr)$, com uma expressão semelhante para as quantidades integradas, obtemos

$$\frac{1}{k_R} = \frac{\int_0^\infty \frac{1}{k_\nu} \frac{dB_\nu}{dr} d\nu}{\frac{dB}{dr}} = \frac{\pi}{a c T^3} \int_0^\infty \frac{1}{k_\nu} \frac{dB_\nu}{dT} d\nu \quad (6.38)$$

onde usamos a relação $B = (a c / 4 \pi) T^4$. Portanto, k_R é uma *média harmônica* de k_ν tendo como peso dB_ν/dT . O cálculo da opacidade em função da frequência é bastante complicado, devido ao grande número de processos de absorção de radiação importantes no interior estelar, o que justifica a utilização de valores médios. A expressão (6.38) pode ser considerada como a definição da *opacidade média de Rosseland* (Rosseland 1924).

Até agora usamos o coeficiente de absorção por volume k_ν . Frequentemente é usado o coeficiente de absorção por massa κ_ν , com unidades de cm^2/g , tal que $k_\nu = \kappa_\nu \rho$. Valores típicos para o coeficiente de absorção médio de Rosseland estão no intervalo $10^4 > \kappa_R (\text{cm}^2/\text{g}) > 0.1$. De modo geral, $\kappa_R \geq 0.4 \text{ cm}^2/\text{g}$, um limite correspondente ao espalhamento por elétrons (ver seção 3.5.3). Alguns valores de κ_R em função da densidade estão mostrados na figura 6.5, para uma composição química típica, $X = 0.70$, $Y = 0.28$, $Z = 0.02$ e temperaturas no intervalo $10^7 > T(\text{K}) > 10^5$. A linha tracejada mostra parte do modelo padrão do Sol. Cálculos detalhados do coeficiente de absorção médio para a mistura solar produzem resultados semelhantes aos valores da figura.

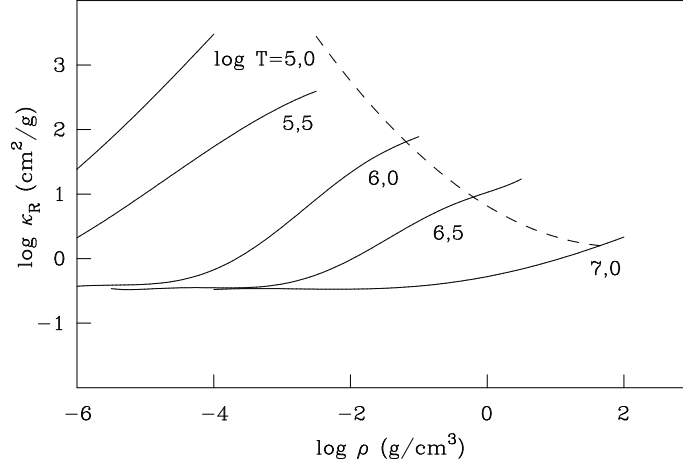


Figura 6.5 - Opacidade de Rosseland.

A figura 6.6 (cf. Ryan e Norton 2010) mostra o coeficiente de absorção médio κ em função da temperatura para um gás de composição química solar. Na escala vertical à esquerda, κ está em m^2/kg , e à direita está em cm^2/g , lembrando que $\kappa(\text{cm}^2/\text{g}) = 10 \kappa(\text{m}^2/\text{kg})$. O gráfico também mostra a variação de κ com a densidade do gás, relacionada ao lado das curvas. Temos que $\rho(\text{g}/\text{cm}^3) = 10^{-3} \rho(\text{kg}/\text{m}^3)$.

Podemos notar que, para $T > 30000 \text{ K}$ ($\log T > 4.5$) as curvas têm uma inclinação semelhante, da ordem de -3.5 , como indicado pela reta inclinada à direita e acima na figura, refletindo o expoente da aproximação de Kramers (3.50). Note-se ainda o espalhamento Thomson dado por (3.44), que é essencialmente constante e igual a $\kappa_e \simeq 0.32 \text{ cm}^2/\text{g}$, ou $\log \kappa_e \simeq -0.5$. Para valores altos da temperatura, κ_e é um limite inferior para a opacidade.

6.3.3 O FLUXO RADIATIVO

No caso do equilíbrio radiativo, o fluxo é dado por (6.37). Usando novamente a relação $B(T)$ o fluxo é

$$F = -\frac{ac}{3k_R} \frac{dT^4}{dr} = -\frac{4ac}{3k_R} T^3 \frac{dT}{dr} \quad (6.39)$$

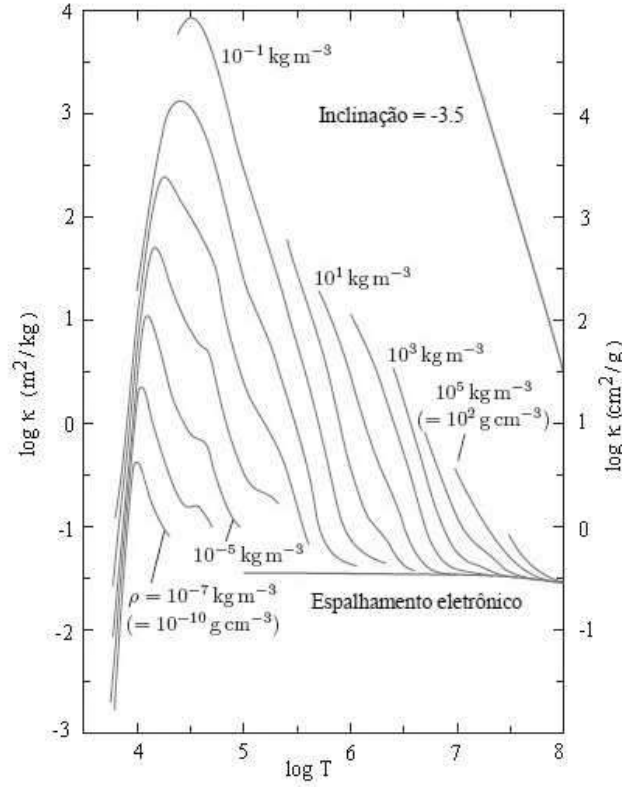


Figura 6.6 - Coeficiente de absorção em função da temperatura e densidade.

lembrando que a luminosidade radiativa é $L(r) = 4\pi r^2 F(r)$, obtemos

$$L(r) = -\frac{16\pi ac}{3k_R} r^2 T^3 \frac{dT}{dr} \quad (6.40)$$

desta relação, podemos escrever para o gradiente de temperatura radiativo

$$\frac{dT}{dr} = -\frac{3k_R}{4ac} \frac{1}{T^3} \frac{L(r)}{4\pi r^2} \quad (6.41)$$

As equações (6.39)–(6.41) exprimem a condição de *equilíbrio radiativo* e constituem uma das equações básicas da estrutura estelar na forma euleriana. Na equação de equilíbrio radiativo, vemos que, quanto maior a opacidade, maior o gradiente de temperatura que pode ser mantido na estrela. Por outro lado, para uma dada opacidade, quanto maior o gradiente de temperatura, maior será o fluxo de energia.

► EXEMPLO 6.9 - Gradientes de temperatura no interior do Sol

No modelo padrão do Sol, pode-se estimar um intervalo de gradientes de temperatura dado por $5 \times 10^{-4} > |dT/dr| \text{ (K/cm)} > 5 \times 10^{-5}$. Em regiões com $T \simeq 10^7 \text{ K}$ e $\rho \simeq 40 \text{ g/cm}^3$, temos $\kappa_R \simeq 1 \text{ cm}^2/\text{g}$ e $dT/dr \simeq -5 \times 10^{-4} \text{ K/cm}$, de modo que o fluxo integrado dado por (6.45) é aproximadamente $F \simeq 3.8 \times 10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. Em uma região mais distante do centro, onde $T \simeq 10^6 \text{ K}$ e $\rho \simeq 0.05 \text{ g/cm}^3$, temos $\kappa_R \simeq 60 \text{ cm}^2/\text{g}$, $dT/dr \simeq -1 \times 10^{-4} \text{ K/cm}$, e $F \simeq 1.0 \times 10^{10} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

► EXEMPLO 6.10 - Gradiente de temperatura radiativo

Vamos definir o gradiente radiativo ∇_{ad} como

$$\nabla_{rad} = \left(\frac{d \ln T}{d \ln P} \right)_{rad} = \frac{P}{T} \left(\frac{dT}{dP} \right)_{rad} \quad (6.42)$$

Em uma estrela em que o transporte de energia é puramente radiativo, considerando $dT/dr = (dT/dP)(dP/dr)$ e usando a equação de equilíbrio hidrostático (5.33) temos

$$\nabla_{ad} = \frac{P}{T} \frac{dT}{dr} \frac{r^2}{-GM\rho}$$

com a equação (6.41) obtemos

$$\nabla_{ad} = \frac{P}{T} \frac{r^2}{GM\rho} \frac{3k_R}{4ac} \frac{1}{T^3} \frac{L}{4\pi r^2}$$

que pode ser escrita

$$\nabla_{ad} = \frac{3k_R}{64\pi r^2 \rho g} \frac{P}{\sigma T^4} L \quad (6.43)$$

onde usamos $g = GM/r^2$ e $a = 4\sigma/c$.

6.4 TRANSPORTE CONVECTIVO

A convecção consiste no transporte de energia por movimentos de matéria em grande escala. Ao contrário da radiação e da condução, que sempre ocorrem, ainda que eventualmente com baixos fluxos, a convecção depende da existência desses movimentos do gás. Vamos neste capítulo examinar as condições necessárias para a existência da convecção em estrelas, e estimar o fluxo convectivo.

6.4.1 INSTABILIDADE CONVECTIVA

Podemos considerar o gás no interior estelar como um sistema em uma situação de equilíbrio. Nesse caso, o estado macroscópico do sistema é independente do tempo, a não ser por flutuações ou perturbações a partir da posição de equilíbrio. Vamos considerar um elemento de massa em equilíbrio em uma região com pressão P e densidade ρ (figura 6.7). Devido às flutuações no interior estelar, o elemento pode momentaneamente sofrer uma perturbação que o desloque para baixo, por exemplo, em uma região onde a pressão no meio é $P + dP$ e a densidade, $\rho + d\rho$. Se o elemento sofrer a ação de uma força restauradora para cima que o empurre de volta à posição original, será estabelecido o equilíbrio e não haverá movimento de matéria em grande escala. Ao contrário, se após o deslocamento a força exercida tiver a direção e o sentido do movimento, este será amplificado, resultando movimentos em grande escala e, portanto, em convecção. Nesse caso, dizemos que há *instabilidade convectiva*.

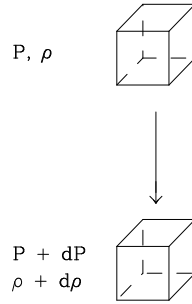


Figura 6.7 - Elementos convectivos.

Vamos determinar a condição necessária para a existência da convecção. Após alcançar a região de maior pressão, o elemento tende a se contrair rapidamente até que seja eliminado o excesso de pressão, isto é, até que seja reestabelecido o equilíbrio de pressão. Esse processo é tão rápido que praticamente nenhuma energia é trocada entre o elemento e o meio, isto é, o processo é adiabático. Assim, a densidade do elemento sofrerá a variação $\rho \rightarrow \rho + (d\rho/dP)_{ad} dP$. Para que o movimento do elemento tenha continuidade, este deverá ser mais denso que o meio. A condição para existência da convecção, ou condição de instabilidade convectiva é, então, $\rho + (d\rho/dP)_{ad} dP > \rho + d\rho$, ou seja

$$\frac{d\rho}{dP} < \left(\frac{d\rho}{dP} \right)_{ad} \quad (6.44)$$

Portanto, há convecção se a densidade na região considerada variar mais lentamente com a pressão que no caso adiabático. Com o mesmo raciocínio, e considerando que nas duas posições da figura a temperatura é T e $T + dT$, o elemento de volume terá uma temperatura $T + (dT/dP)_{ad} dP$. Para haver instabilidade convectiva é necessário que $T + (dT/dP)_{ad} dP < T + dT$, ou seja

$$\frac{dT}{dP} > \left(\frac{dT}{dP} \right)_{ad} \quad (6.45)$$

Este é o *critério de Schwarzschild* para ocorrência de convecção, isto é, o gradiente de temperatura deve ser superadiabático. Este critério aplica-se a um gás com composição química homogênea. Se houver variações no peso molecular μ , pode-se definir um gradiente $d\mu/dP$, que deve ser adicionado ao gradiente adiabático, o que constitui o *critério de Ledoux*.

► EXEMPLO 6.11 - Instabilidade convectiva no Sol

Podemos verificar se a condição de instabilidade convectiva (6.45) é satisfeita em algumas regiões do interior solar. Para isto, vamos considerar duas regiões, uma mais próxima da região central e outra mais afastada. Os valores de dT/dP e $(dT/dP)_{ad}$ podem ser obtidos a partir de modelos numéricos, como relacionado em Cox (2000, p. 342 e 349). Usando dados desta fonte temos para a região mais interna, onde $r = 0.3$ a $0.4 R_{\odot}$, os gradientes

$$\frac{dT}{dP} \simeq \frac{\Delta T}{\Delta P} \simeq \frac{(6.42 - 4.89) \times 10^6}{(5.29 - 2.10) \times 10^{15}} \simeq 4.8 \times 10^{-10} \text{ K}/(\text{dina}/\text{cm}^2)$$

$$\frac{dT}{dP}_{ad} \simeq \frac{2}{5} \frac{T}{P} \simeq \frac{(0.4) (5 \times 10^6)}{3 \times 10^{15}} \simeq 6.7 \times 10^{-10} \text{ K}/(\text{dina}/\text{cm}^2)$$

onde usamos $\gamma = 5/3$ para a razão dos calores específicos. A condição (6.45) não é satisfeita, e a região mais interna do Sol não é convectiva. Considerando agora uma região mais externa, próxima das camadas fotosféricas, onde $\tau(5000\text{\AA}) \simeq 3$, temos

$$\frac{dT}{dP} \simeq \frac{\Delta T}{\Delta P} \simeq \frac{7590 - 7280}{(1.525 - 1.444) \times 10^5} \simeq \frac{310}{8100} \simeq 3.8 \times 10^{-2} \text{ K/(dina/cm}^2\text{)}$$

$$\frac{dT}{dP_{ad}} \simeq \frac{2}{5} \frac{T}{P} \simeq \frac{(0.4)(7400)}{1.5 \times 10^5} \simeq 2.0 \times 10^{-2} \text{ K/(dina/cm}^2\text{)}$$

a condição (6.45) é satisfeita, e a região mais externa do Sol é convectiva.

► EXEMPLO 6.12 - Transporte de energia no Sol

Nas regiões mais internas do Sol, a temperatura é extremamente alta ($T_c \simeq 15 \times 10^6 \text{ K}$), de modo que os átomos estão ionizados. Nesse caso, como não há elétrons ligados aos núcleos, o meio é essencialmente transparente à radiação, havendo apenas espalhamentos por parte dos elétrons ou íons. À medida que nos afastamos do núcleo, a temperatura decresce, mais elétrons permanecem ligados, e o gás passa de transparente (opticamente fino) a opaco (opticamente espesso). Em um raio da ordem de 500 000 km, praticamente todos os fótons das regiões internas são absorvidos, ou seja, praticamente não há transporte radiativo. Entretanto, nesta região o gás sofre instabilidade convectiva, e a energia das partes mais internas passa a ser transportada até a superfície pela convecção (figura 6.8).

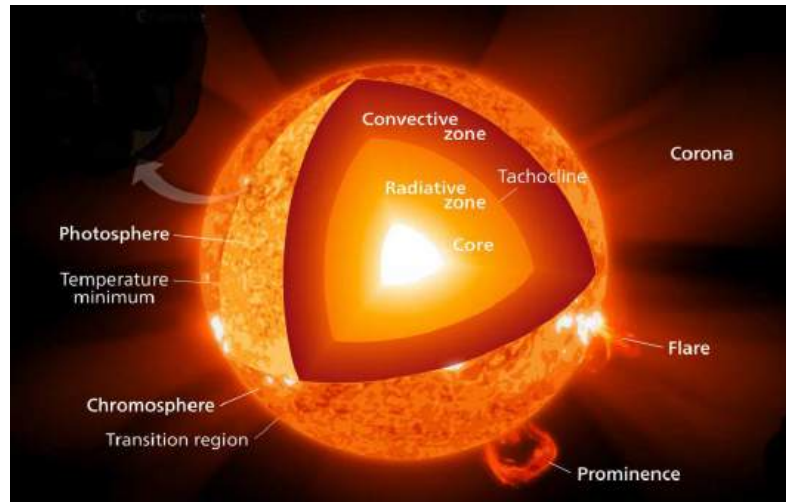


Figura 6.8 - Esquema do transporte de energia no Sol.

Neste processo, as células mais quentes movem-se para cima, enquanto que as mais frias movem-se para dentro do Sol, de modo que há um transporte de energia de dentro para fora. Este processo continua até a região da fotosfera, onde a baixa densidade de gás impede novos deslocamentos. Por outro lado, fótons produzidos nesta região encontram pouca dificuldade em sua propagação, e a radiação consegue escapar do Sol.

6.4.2 OCORRÊNCIA DE CONVECÇÃO EM ESTRELAS

No caso de uma expansão adiabática de um gás perfeito podemos obter relações simples entre a pressão P , a temperatura T e a densidade ρ (ver por exemplo as equações 5.20). Em particular podemos escrever

$$\frac{dP}{P} + \frac{\gamma}{1-\gamma} \frac{dT}{T} = 0 \quad (6.46)$$

onde γ é a razão dos calores específicos a pressão e volume constantes. Para as estrelas mais massivas ($M \gg M_{\odot}$), a pressão da radiação P_r pode ser importante com relação à pressão do gás P_g . Considerando a expansão adiabática de um gás ideal, não degenerado, monoatômico, levando em conta os efeitos da pressão da radiação, esta equação pode ser escrita

$$\frac{dP}{P} + \frac{\Gamma_2}{1-\Gamma_2} \frac{dT}{T} = 0 \quad (6.47)$$

onde usamos o *expoente adiabático de Chandrasekhar* Γ_2 , de maneira a conservar a *forma* da equação (6.46). Temos então

$$\left(\frac{dT}{dP} \right)_{ad} = \frac{T}{P} \frac{\Gamma_2 - 1}{\Gamma_2} \quad (6.48)$$

$$\left(\frac{dT}{dr} \right)_{ad} = \frac{T}{P} \frac{\Gamma_2 - 1}{\Gamma_2} \left(\frac{dP}{dr} \right)_{ad} \quad (6.49)$$

Por exemplo, para um gás monoatômico sem pressão da radiação, $\Gamma_2 = \gamma = 5/3$, $(dT/dP)_{ad} = 2/5 (T/P)$. Usando (6.48), a condição para existência de convecção fica

$$\frac{dT}{dP} > \frac{T}{P} \frac{\Gamma_2 - 1}{\Gamma_2} \quad (6.50)$$

com a equação de equilíbrio hidrostático (5.33), obtemos

$$\frac{dT}{dP} = -\frac{r^2}{GM\rho} \frac{dT}{dr} \quad (6.51)$$

de modo que a condição para haver convecção é

$$\left| \frac{dT}{dr} \right| > \frac{G\mu m_H}{k} \frac{\beta M}{r^2} \frac{\Gamma_2 - 1}{\Gamma_2} \quad (6.52)$$

onde $\beta = P_g/P = P_g/(P_g + P_r)$ e usamos a equação de estado. Considerando os efeitos da ionização, o coeficiente Γ_2 diminui, o mesmo ocorrendo com o fator $(\Gamma_2 - 1)/\Gamma_2 = 1 - (1/\Gamma_2)$, isto é, o membro direito de (6.52) diminui, favorecendo a ocorrência da convecção. Por outro lado, aumentando o gradiente de temperatura estaremos em princípio também favorecendo a convecção. Como o fluxo radiativo é $F_{rad} k_R \propto (dT/dr)$ (ver equação 6.39), vemos que fluxos altos ou elevadas opacidades radiativas favorecem em última análise a convecção.

Nas camadas mais externas das estrelas, os efeitos da opacidade (H^- e H) e da ionização (H e He) são especialmente importantes, causando a existência de zonas de convecção, exceto para as estrelas muito quentes e massivas, em que o H já está ionizado, mesmo nas camadas externas. As estrelas muito frias têm também zonas externas convectivas, devido à dissociação da molécula de H_2 . Nessas estrelas, as zonas de convecção de H e He podem estender-se até a região central. Em algumas estrelas, particularmente as mais massivas, em que ocorre o ciclo CNO de produção de energia, as fontes de energia nuclear estão muito concentradas na região central. Como $F \propto r^{-2}$, os fluxos necessários para manter uma configuração estável são muito altos, resultando igualmente em uma zona de convecção central.

A localização das regiões convectivas depende não apenas da massa da estrela, mas também de sua composição química, condições de ionização, fontes de opacidade, e do valor local do gradiente de temperatura. Em princípio, nessas regiões o critério de Schwarzschild é satisfeito. Entretanto, devido à aceleração sofrida pelos elementos convectivos, estes podem adquirir uma velocidade tal que ultrapassam essas regiões, estendendo as dimensões das regiões convectivas (*overshooting*). De modo geral, as estrelas mais massivas são convectivas nas regiões centrais e radiativas nas camadas mais externas, enquanto nas estrelas menos massivas ocorre o inverso. Para estrelas com

$M > 1 M_{\odot}$, aproximadamente, as regiões internas convectivas são progressivamente mais extensas. Por exemplo, para uma estrela com $3 M_{\odot}$, cerca de 20% da massa total está localizada na região convectiva interna; para uma estrela com $20 M_{\odot}$ esse valor chega a 50%. No outro extremo, para estrelas com massas abaixo da massa solar, as regiões convectivas localizam-se essencialmente nas camadas mais externas, abaixo das quais praticamente toda a massa da estrela já está localizada. Nas estrelas com massas muito pequenas, da ordem ou abaixo de $0.2 M_{\odot}$ as regiões convectivas externas aproximam-se do centro, podendo eventualmente ser totalmente convectivas.

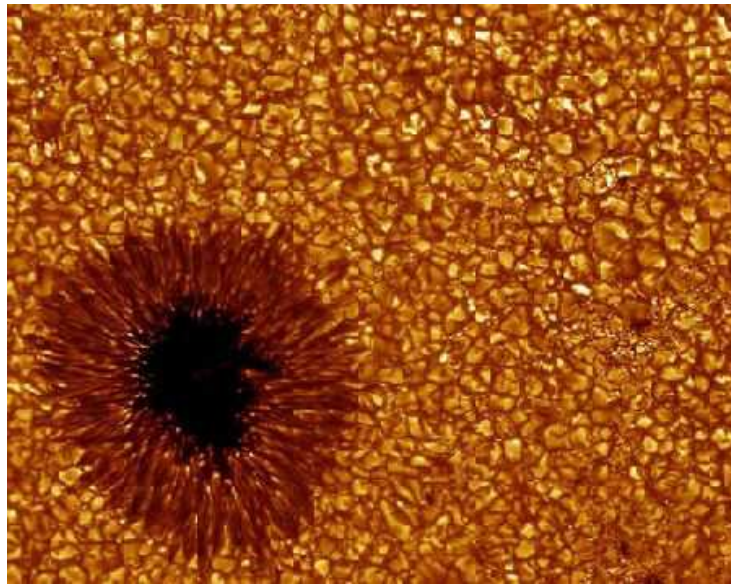


Figura 6.9 - Granulação solar.

O Sol encontra-se aproximadamente na região de transição e é essencialmente radiativo no interior e convectivo nas camadas mais externas, o que é indicado pela granulação fotosférica. Isto pode ser visto na figura 6.9, que mostra uma parte da superfície do Sol, destacando uma mancha solar e a granulação típica das células convectivas. A energia é transportada das regiões inferiores da atmosfera para as regiões mais superficiais, e as áreas mais claras indicam o gás que sobe, enquanto que as regiões mais escuras, ou faixas intergranulares, mostram o gás mais frio que se move para baixo na atmosfera. Os grânulos, ou células convectivas, têm dimensões tipicamente de 1000 km, e duração de cerca de 10 a 20 minutos.

A figura 6.10 mostra de maneira aproximada a posição das regiões radiativas e convectivas para estrelas da sequência principal de idade zero. A ordenada mostra a fração da massa total da estrela em função da massa total, para estrelas com massas abaixo de $40 M_{\odot}$.

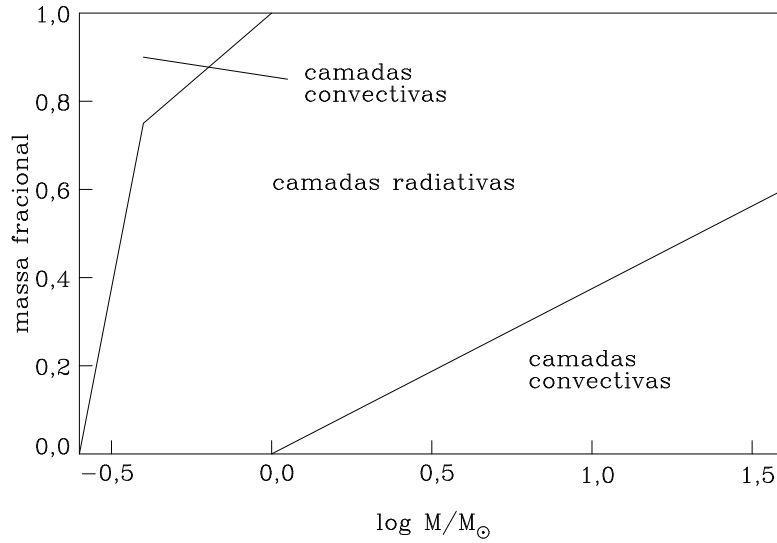


Figura 6.10 - Regiões radiativas e convectivas.

► EXEMPLO 6.13 - Convecção em estrelas massivas

Vamos considerar duas regiões no interior de uma estrela com $M_* = 2.5 M_{\odot}$, $L_* = 21 L_{\odot}$ e $R_* = 1.6 R_{\odot}$. Na região 1 adotamos uma massa fracional $f_1 = M_1/M_* = 0.1$, ou seja $M_1 = 0.25 M_{\odot}$, e na região 2 adotamos $f_2 = M_2/M_* = 0.6$, ou seja $M_2 = 1.5 M_{\odot}$. Pela figura 6.10 devemos esperar que a região 1 seja convectiva, enquanto que na região 2 a radiação deve ser o processo dominante. Um modelo para esta estrela (Novotny 1973, p. 468) produz os resultados $T_1 \simeq 1.6 \times 10^7$ K, $P_1 \simeq 9.1 \times 10^{16}$ dina/cm² e $(dT/dP)_1 \simeq 8.0 \times 10^{-11}$ K/(dina/cm²) para a região 1, e $T_2 \simeq 9.0 \times 10^6$ K, $P_2 \simeq 1.4 \times 10^{16}$ dina/cm² e $(dT/dP)_2 \simeq 1.8 \times 10^{-10}$ K/(dina/cm²) para a região 2. O gradiente adiabático pode ser estimado por $\nabla_{ad} \simeq 2/5 (T/P)$ com o resultado $\nabla_{ad} \simeq 7.0 \times 10^{-11}$ K/(dina/cm²) (região 1) e $\nabla_{ad} \simeq 2.6 \times 10^{-10}$ K/(dina/cm²)

(região 2). Portanto, o critério para existência de convecção $dT/dP > \nabla_{ad}$ é satisfeito na região 1, que é convectiva, e não satisfeito na região 2, que é radiativa. Resultados semelhantes podem ser obtidos para o gradiente dT/dr usando o critério dado por (6.52), levando em conta a composição química, a pressão da radiação, e os efeitos da ionização, que afetam os parâmetros μ , β e Γ_2 , respectivamente.

6.4.3 O FLUXO CONVECTIVO

O cálculo do fluxo convectivo é complexo, não havendo para isso uma teoria completa e geral. É freqüentemente usada a *teoria do comprimento de mistura*, uma descrição fenomenológica (ver por exemplo Kippenhahn et al. 2012). De acordo com essa teoria, cada elemento de massa que se desloca para cima ou para baixo viaja uma certa distância média λ (o “comprimento de mistura”) antes de desaparecer, isto é, antes de se misturar com o meio e perder sua identidade.

Sejam P, ρ e T os valores de pressão, densidade e temperatura em um certo nível r , e $P, \rho - \delta\rho$ e $T + \delta T$ os valores correspondentes de um elemento de massa convectivo em r . Nesse caso, $\delta\rho > 0$ e $\delta T > 0$ para um elemento subindo, e $\delta\rho < 0$ e $\delta T < 0$ para um elemento descendo. Para fixar idéias, vamos supor que o elemento esteja subindo. O excesso de energia por unidade de volume associado ao elemento é $\rho c_P \delta T$ (erg/cm³), onde c_P é o calor específico a pressão constante, por unidade de massa, $c_P = (\partial Q / \partial T)_P$ (erg g⁻¹K⁻¹). Chamando v a velocidade do elemento ($v > 0$ ao subir, e $v < 0$ ao descer), o fluxo convectivo é

$$F_c \simeq \rho v c_P \delta T \quad (6.53)$$

com unidades erg cm⁻² s⁻¹. A força por unidade de volume exercida sobre o elemento é $g\delta\rho$, onde g é a aceleração local da gravidade. Considerando que o elemento viaja uma distância média λ até se dissolver, podemos obter expressões aproximadas para v e δT , dadas por

$$v^2 \simeq \frac{g\lambda^2}{4T} \left| \frac{dT}{dr} - \left(\frac{dT}{dr} \right)_{el} \right| \quad (6.54)$$

$$\delta T \simeq \left| \frac{dT}{dr} - \left(\frac{dT}{dr} \right)_{el} \right| \frac{\lambda}{2} \quad (6.55)$$

(cf. Maciel 1999), onde $(dT/dr)_{el}$ a variação de temperatura no elemento. Se não haver trocas de energia entre o elemento e o meio, $(dT/dr)_{el} \simeq (dT/dr)_{ad}$ de modo que o fluxo pode ser escrito

$$F_c \simeq \rho c_P \left(\frac{g}{T} \right)^{1/2} \frac{\lambda^2}{4} \left| \frac{dT}{dr} - \left(\frac{dT}{dr} \right)_{ad} \right|^{3/2} \quad (6.56)$$

6.4.4 O COMPRIMENTO DE MISTURA

Na expressão (6.56), apenas o comprimento de mistura λ não está, aparentemente, ligado às variáveis P, ρ etc. da estrutura estelar. De fato, em princípio, pode-se considerar λ como um parâmetro livre, obtendo-se em geral valores da ordem da escala de altura da pressão. A teoria do comprimento de mistura é bastante complexa, e freqüentemente são usadas aproximações para a determinação desse parâmetro. Da equação de equilíbrio hidrostático, obtemos $dP/P \simeq -(GM\rho/Pr^2) dr$. Tomando λ como a distância em que $|dP|/P \simeq 1$, temos

$$\lambda \simeq \frac{Pr^2}{GM\rho} \quad (6.57)$$

► EXEMPLO 6.14 - Comprimento de mistura no Sol

Considerando valores típicos para o interior solar, $P \sim 10^{15}$ din/cm², $r \sim 3 \times 10^{10}$ cm, $M \sim 10^{33}$ g, $\rho \sim 1.4$ g/cm³, obtemos $\lambda \sim 10^{10}$ cm. Note que, nesse caso, a condição (6.45) não é satisfeita, e a convecção não ocorre. Para a atmosfera solar, com $P \sim 10^5$ din/cm², $r \sim 7 \times 10^{10}$ cm, $M \sim 2 \times 10^{33}$ g, $\rho \sim 10^{-7}$ g/cm³, e $\lambda \sim 4 \times 10^7$ cm. Nesse caso, a condição de convecção é satisfeita, pelo menos em algumas camadas da atmosfera solar.

6.4.5 O GRADIENTE DE TEMPERATURA

Analogamente ao que foi feito na seção anterior para o comprimento de mistura, vamos estimar em ordem de grandeza o fluxo convectivo, a partir da relação (6.56). O comprimento de mistura é dado aproximadamente por $\lambda \sim 1 \times 10^{10} R/R_\odot$ cm. Considerando ainda a densidade média $\bar{\rho} \simeq 1.4 (M/M_\odot)/(R/R_\odot)^3$ g/cm³ e a temperatura no interior das estrelas $T \simeq 1.6 \times 10^7 (M/M_\odot)/(R/R_\odot)$ K, e tomando $c_p \sim 2 \times 10^8$ erg g⁻¹ K⁻¹, obtemos, de (6.56)

$$F_c \simeq 4.8 \times 10^{26} \left| \frac{dT}{dr} - \left(\frac{dT}{dr} \right)_{ad} \right|^{3/2} \frac{M/M_\odot}{(R/R_\odot)^{3/2}} \quad (6.58)$$

com unidades $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. O fluxo total no interior é

$$F = \frac{L}{4\pi r^2} \quad (6.59)$$

Com $L \sim 3.8 \times 10^{33} (L/L_\odot) \text{ erg/s}$, usando o gradiente de temperatura médio $dT/dR \simeq -T/R \simeq -2.3 \times 10^{-4} (M/M_\odot)/(R/R_\odot)^2 \text{ K/cm}$, além das equações (6.58) e (6.59), podemos escrever

$$\xi \simeq 3.4 \times 10^{-7} \left(\frac{F_c}{F} \right)^{2/3} \frac{(\frac{R}{R_\odot})^{5/3} (\frac{L}{L_\odot})^{2/3}}{(\frac{M}{M_\odot})^{5/3}} \quad (6.60)$$

onde definimos a razão

$$\xi = \frac{|\frac{dT}{dr} - (\frac{dT}{dr})_{ad}|}{|\frac{dT}{dr}|} \quad (6.61)$$

para uma região típica no interior do Sol

$$\xi \simeq 3.4 \times 10^{-7} \left(\frac{F_c}{F} \right)^{2/3} \quad (6.62)$$

No interior solar, a razão $\xi \leq 10^{-7} \ll 1$, isto é, mesmo se a convecção transportar toda a energia ($F = F_c$), a diferença entre os gradientes é insignificante. *Em outras palavras, é razoável admitir que o gradiente real dT/dr é essencialmente igual ao adiabático $(dT/dr)_{ad}$.* Isso reflete o fato de que a energia térmica no interior é grande em relação à energia que precisa ser transportada, de modo que pequenos desvios do gradiente adiabático são suficientes para que essencialmente *todo* o fluxo seja transportado pela convecção. Nesse caso, não precisamos da equação (6.56) para o cálculo do fluxo, pois o fluxo total (6.59) é convectivo. Para a atmosfera solar, ao contrário, a constante em (6.62) é muito maior que na região interna, pois nas atmosferas o produto $\rho\lambda^2$ é muito maior que no interior. De fato, valores típicos para a razão acima são $\xi \sim 10 - 10^2 (F_c/F)^{2/3}$, de modo que dT/dr precisa ser muito maior que $(dT/dr)_{ad}$ para que a fração $F_c/F \simeq 1$. Como $F_{rad} \propto dT/dr$, a maior parte da energia será transportada pela radiação; assim, mesmo em uma zona convectiva na atmosfera, a radiação será provavelmente um mecanismo importante.

Em conclusão, nos modelos de interiores estelares, é necessária a verificação da condição de instabilidade convectiva (6.44) ou (6.45). Se a convecção for importante, ela será dominante no transporte, e o fluxo poderá ser calculado por (6.59). Nesse caso, o gradiente de temperatura é essencialmente igual ao gradiente adiabático, não sendo necessário usar a equação (6.56).

6.5 CONDUÇÃO EM ESTRELAS

No equilíbrio radiativo, o fluxo de energia é proporcional ao gradiente de temperatura. A relação entre o fluxo F e o gradiente dT/dr depende do processo de transporte de energia. Na *condução eletrônica*, o transporte de energia é feito pelos movimentos térmicos dos elétrons e átomos. Nos interiores estelares – especialmente em regiões onde os elétrons se encontram degenerados – esse processo pode ser significativo. Vamos examinar esse problema e estimar de maneira muito grosseira o fluxo condutivo (ver por exemplo Swihart 1972, Kippenhahn et al. 2012).

6.5.1 O CAMINHO LIVRE MÉDIO

O caminho livre médio dos elétrons para colisões com partículas de tipo i pode ser escrito como

$$\frac{1}{\Lambda} = \sum_i n_i \sigma_i \quad (6.63)$$

onde n_i é a densidade das partículas de tipo i e $\sigma_i \simeq \pi r_c^2$ é a seção de choque de colisão, r_c é o raio de colisão, onde $|E_p(r_c)| = (3/2) k T = e^2/r_c$. Para interações elétron-elétron e elétron-próton $r_c = 2 e^2 / 3 k T$ e $\sigma \simeq 4 \pi e^4 / 9 k^2 T^2 \simeq 3.9 \times 10^{-6} T^{-2} \text{ cm}^2$. Com $n_e \simeq n_p$, $\Lambda \simeq 1/2 n_e \sigma$, obtendo

$$\Lambda \simeq \frac{9 k^2}{8 \pi e^4} \frac{T^2}{n_e} \simeq 1.3 \times 10^5 \frac{T^2}{n_e} \text{ cm} \quad (6.64)$$

onde T está em K e n_e em cm^{-3} . Considerando a massa média por elétron $\mu_e = 2/(1 + X)$, onde X é a abundância de H por massa (Exercício 6.3)

$$\Lambda \simeq \frac{9 k^2 m_H}{4 \pi e^4} \frac{T^2}{\rho(1 + X)} \simeq 4.3 \times 10^{-19} \frac{T^2}{\rho(1 + X)} \quad (6.65)$$

onde Λ está em cm. Por exemplo, em um ponto no interior do Sol, com $T \sim 10^7 \text{ K}$, $\rho \sim 10^2 \text{ g/cm}^3$ e $X \sim 0.70$, de modo que $\Lambda \sim 2.5 \times 10^{-7} \text{ cm}$. Esse

valor é muito menor que o raio da estrela, $\Lambda \ll R$, o que limita a importância da condução nos interiores estelares. De fato, vimos que o caminho livre médio para interações partícula-partícula $\Lambda_{pp} \sim 10^{-7}$ cm, e para interações fóton-partícula é $\Lambda_{fp} \sim 1$ cm, ou seja, $\Lambda_{pp} \ll \Lambda_{fp}$. Como o fluxo transportado é proporcional a Λ , o fluxo radiativo deve ser em geral muito maior que o condutivo.

6.5.2 O FLUXO CONDUTIVO

Consideremos um elemento de seção dA perpendicular à direção r em uma região no interior de uma estrela (figura 6.11). Os elétrons, admitidos não degenerados, atravessam dA vindos de todas as direções. Considerando uma direção particular r , as partículas vindas do interior são características de regiões mais quentes que aquelas provenientes da direção oposta. Nesse caso, essas partículas transportam mais energia, havendo então um fluxo resultante na direção de r crescente, que é o fluxo condutivo. Admitindo uma distribuição maxwelliana para os elétrons, e chamando novamente Λ o caminho livre médio dos elétrons, aqueles que atravessam dA vêm, em média, de regiões caracterizadas por $r \pm \Lambda/2$.

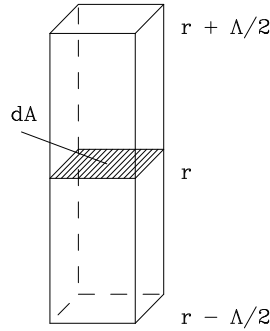


Figura 6.11 - geometria do fluxo condutivo.

Nesse caso, o fluxo condutivo será

$$F_{cond} \simeq -\sqrt{\frac{3k^3}{16m_e}} \Lambda n_e T^{1/2} \frac{dT}{dr} \quad (6.66)$$

substituindo o caminho livre médio (6.65), obtemos

$$F_{cond} \simeq -\frac{3^{5/2} k^{7/2}}{2^5 \pi e^4 m_e^{1/2}} T^{5/2} \frac{dT}{dr} \simeq -3.0 \times 10^{-6} T^{5/2} \frac{dT}{dr} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \quad (6.67)$$

Como exemplo, para $T \sim 10^7$ K e $dT/dr \sim -1.3 \times 10^{-4}$ K/cm, o fluxo condutivo é $F_{cond} \sim 1.2 \times 10^8$ erg cm⁻² s⁻¹.

O fluxo condutivo pode ser escrito na forma usual, $\vec{F}_{cond} = -K \vec{\nabla} T$, ou

$$F_{cond} = -K \frac{dT}{dr} \quad (6.68)$$

(ver Exemplo 5.13) onde o coeficiente de condutividade térmica K é dado por

$$K \simeq \frac{3^{5/2} k^{7/2}}{2^5 \pi e^4 m_e^{1/2}} T^{5/2} \simeq 3.0 \times 10^{-6} T^{5/2} \quad (6.69)$$

com unidades erg cm⁻¹ s⁻¹ K⁻¹ ou g cm s⁻³ K⁻¹. No exemplo temos $K \simeq 9.5 \times 10^{11}$ erg cm⁻¹ s⁻¹ K⁻¹. Comparando (6.67) para o fluxo condutivo com a expressão (6.39) para o fluxo radiativo, obtemos a relação

$$\frac{F_{rad}}{F_{cond}} \simeq 1.0 \times 10^2 \frac{T^{1/2}}{k_R} \quad (6.70)$$

Por exemplo, se $T \sim 10^7$ K e $k_R \sim 1$ cm⁻¹, obtemos a razão $F_{rad}/F_{cond} \simeq 3.2 \times 10^5$. Se $F_{cond} \simeq 1.2 \times 10^8$ erg cm⁻² s⁻¹, como obtivemos acima, $F_{rad} \simeq 3.8 \times 10^{13}$ erg cm⁻² s⁻¹. De modo geral, para as temperaturas e as densidades de interesse, as variações de k_R são tais que $F_{rad} \gg F_{cond}$. Se a opacidade for suficientemente alta, pode ser importante uma correção no fluxo radiativo devida à condução. Da expressão (6.70), vemos que essa correção pode ser feita diretamente na opacidade.

6.5.3 A OPACIDADE CONDUTIVA

A expressão (6.39) para o fluxo radiativo pode ser escrita:

$$F_{rad} \simeq -\frac{4ac}{3 \kappa_{rad} \rho} T^3 \frac{dT}{dr} \quad (6.71)$$

onde usamos a opacidade radiativa por massa κ_{rad} . Por analogia, vamos escrever para o fluxo condutivo

$$F_{cond} \simeq -\frac{4ac}{3\kappa_{cond}\rho} T^3 \frac{dT}{dr} \quad (6.72)$$

onde introduzimos a *opacidade condutiva* κ_{cond} . Comparando (6.72) com (6.68), vemos que a condutividade definida em (6.69) fica

$$K = \frac{4acT^3}{3\kappa_{cond}\rho} \quad (6.73)$$

de modo que a opacidade condutiva é

$$\kappa_{cond} = \frac{4ac}{3} \frac{T^3}{K\rho} \quad (6.74)$$

ou $\kappa_{cond} \propto K^{-1}$. Assim como a opacidade radiativa, a opacidade condutiva tem unidades cm^2/g . Nessas condições, o fluxo total, incluindo a radiação e a condução é dado por

$$F_{tot} = F_{rad} + F_{cond} = -\frac{4ac}{3\kappa_{tot}\rho} T^3 \frac{dT}{dr} \quad (6.75)$$

onde introduzimos a *opacidade total* κ_{tot} dada por

$$\frac{1}{\kappa_{tot}} = \frac{1}{\kappa_{rad}} + \frac{1}{\kappa_{cond}} \quad (6.76)$$

ou seja, κ_{tot} é uma média harmônica entre κ_{rad} e κ_{cond} . Para $\kappa_{cond} \gg \kappa_{rad}$, $\kappa_{tot} \simeq \kappa_{rad}$; para $\kappa_{cond} \ll \kappa_{rad}$, $\kappa_{tot} \simeq \kappa_{cond}$. De (6.74) e (6.69), temos

$$\kappa_{cond} = \frac{2^7 \pi a c e^4 m_e^{1/2}}{(3k)^{7/2}} \frac{T^{1/2}}{\rho} \simeq 10^2 \frac{T^{1/2}}{\rho} \text{ cm}^2/\text{g} \quad (6.77)$$

Como exemplo, para $T \sim 10^7$ K e $\rho \sim 10^2$ g/cm³, temos $\kappa_{cond} \sim 3.2 \times 10^3$ cm²/g. Nessas condições $\kappa_{rad} \sim 1$ cm²/g, $\kappa_{cond} \gg \kappa_{rad}$, e a condução é pouco importante na opacidade total. Note-se que a condução é favorecida (baixos valores de κ_{cond}), se a densidade for alta ($\rho \sim 10^5$ g/cm³ para $T \sim 10^7$ K). Nesse caso, o gás está degenerado, e as equações acima não se aplicam estritamente.

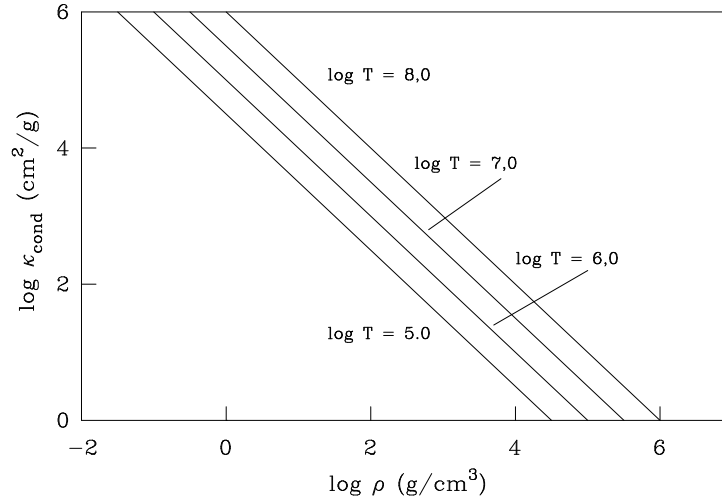


Figura 6.12 - Variação da opacidade condutiva.

A figura 6.12 mostra a variação da opacidade condutiva (cm^2/g) com a densidade para um gás com temperaturas no intervalo $10^8 > T(\text{K}) > 10^5$, usando a expressão aproximada (6.77). Essa figura pode ser comparada com as figuras 6.5 e 6.6 para a opacidade radiativa.

A expressão (6.77) pode ser usada para obter estimativas de ordens de grandeza no caso não degenerado. O coeficiente numérico nessa equação é bastante aproximado, uma vez que não foram levados em conta detalhes sobre a composição química do gás. Considerando o transporte condutivo pelos elétrons por meio de colisões com núcleos de carga média Z e massa atômica A , uma expressão mais correta para a opacidade condutiva é

$$\kappa_{\text{cond}} \simeq 16 \frac{Z^2/A}{1+X} \frac{T^{1/2}}{\rho} \text{ cm}^2/\text{g} \quad (6.78)$$

► **EXEMPLO 6.15 - Condução por elétrons degenerados: as anãs brancas**

As mudanças de energia dos elétrons só são possíveis se os estados quânticos associados às novas energias estiverem desocupados. Num gás de elétrons degenerados, a maior parte dos níveis de energia está completamente cheia e as colisões são consideravelmente diminuídas. Nesse caso, os elétrons tendem a ocupar as células do espaço de fase com maior energia, de modo que a

velocidade média $\bar{v}$ e o caminho livre médio Λ aumentam, aumentando com eles o fluxo condutivo F_{cond} . Isso pode ser visto na equação (6.66), embora a derivação dessa equação não seja estritamente válida para um gás degenerado. Nesse caso, o processo é tão eficiente que o gradiente de temperatura dT/dr pode ser essencialmente nulo, isto é, a região considerada pode ser essencialmente isotérmica, como ocorre por exemplo no interior de estrelas de nêutrons. Isso se deve ao fato de que o coeficiente de proporcionalidade de (6.78), essencialmente a condutividade K , torna-se muito alto.

Nas regiões densas e degeneradas do interior de estrelas evoluídas e em anãs brancas a condução pelos elétrons pode ser importante. Nesse caso, o caminho livre médio aumenta, decrescendo a opacidade condutiva κ_{cond} e aumentando a condutividade K . Cálculos mais detalhados para elétrons não relativísticos mostram que

$$\kappa_{cond} \simeq \frac{10^{10}}{T f(\eta)} \sum_i \frac{X_i Z_i^2 g(Z_i, \eta)}{A_i} \text{ cm}^2/\text{g} \quad (6.79)$$

onde X_i é a abundância relativa por massa do elemento i , Z_i é a carga nuclear, A_i é a massa atômica, η é o chamado parâmetro de degenerescência, $f(\eta)$ é uma função monotônica crescente de η , e $g(Z_i, \eta)$ é uma função da ordem da unidade. Podemos considerar dois casos: baixa degenerescência, quando $\eta \ll 1$, e alta degenerescência, quando $\eta \gg 1$. No primeiro caso, é possível mostrar que

$$\kappa_{cond} \simeq 8 \frac{\sum_i X_i Z_i^2 g/A_i}{1 + X} \frac{T^{1/2}}{\rho} \text{ cm}^2/\text{g} \quad (6.80)$$

que é semelhante a (6.78). Por exemplo, para $T \sim 10^7$ K e $\rho \sim 10^2$ g/cm³, obtivemos de (6.77) $\kappa_{cond} \sim 3.2 \times 10^3$ cm²/g. Adotando um valor da ordem de 5 para o termo devido à composição química, obtemos de (6.78) $\kappa_{cond} \sim 2.5 \times 10^3$ cm²/g, e de (6.80) $\kappa_{cond} \sim 1.3 \times 10^3$ cm²/g. No segundo caso, de alta degenerescência, obtemos

$$\kappa_{cond} \simeq 5 \times 10^{-7} \frac{\sum_i X_i Z_i^2 g/A_i}{(1 + X)^2} \left(\frac{T}{\rho}\right)^2 \text{ cm}^2/\text{g} \quad (6.81)$$

Por exemplo, para $T \sim 10^7$ K e $\rho \geq 10^4$ g/cm³, com um valor da ordem da unidade para o termo da composição química, obtemos $\kappa_{cond} < \kappa_{rad}$, uma vez que $\kappa_{rad} \sim 1$ cm²/g. Portanto, a condução eletrônica domina a opacidade.

► EXEMPLO 6.16 - Condução em anãs brancas de C

Na região central de uma anã branca de carbono onde $T \sim 10^7 \text{ K}$ e $\rho \sim 10^6 \text{ g/cm}^3$ a opacidade condutiva pode ser escrita aproximadamente

$$\kappa_{cond} = \frac{k_{cond}}{\rho} \simeq 5 \times 10^{-7} \left(\frac{T}{\rho} \right)^2 \simeq 5 \times 10^{-5} \text{ cm}^2/\text{g} \quad (6.82)$$

admitindo que a opacidade radiativa é devida essencialmente ao espalhamento Thomson temos

$$\kappa_e \simeq \sigma_e \frac{n_e}{\rho} \simeq \sigma_e \frac{1+X}{2} \frac{1}{m_H} \simeq 0.34 \text{ cm}^2/\text{g} \quad (6.83)$$

onde usamos a equação (3.46) com $X \simeq 0.7$. Portanto, nesta região o fluxo é essencialmente devido à condução.

EXERCÍCIOS

6.1 Use a equação de estados dos gases perfeitos, a equação de conservação da massa e a equação de equilíbrio hidrostático obtenha a equação (6.2) para a energia térmica E_t .

6.2 Mostre que no interior estelar $T \propto M/R$. Obtenha a expressão

$$T \simeq 10^7 \frac{M/M_\odot}{R/R_\odot}$$

Sugestão: use as relações para a equação de estado e para a equação de equilíbrio hidrostático.

6.3 Definimos a massa média por elétron, ou peso molecular por elétron por

$$\mu_e = \frac{\rho}{n_e m_H}$$

onde ρ é a densidade do gás, n_e a densidade eletrônica e m_H a massa do átomo de H. Mostre que

$$\mu_e \simeq \frac{1}{X + Y/2 + Z/2} = \frac{2}{1 + X}$$

onde X, Y, Z são as frações de H, He e elementos pesados, tomadas por massa. Note que, para o H, ρX é a massa por unidade de volume, e $\rho X/m_H$ é o número de núcleos por unidade de volume; como cada átomo de H fornece 1 elétron, o número de elétrons fornecido pelo H é $n_{eH} = \rho X/m_H$. Para o He e os elementos pesados, o procedimento é semelhante.

- 6.4 Mostre que a energia produzida por grama de matéria pela conversão de H em He corresponde aproximadamente a 70% do total das reações nucleares de fusão nas estrelas. Considere que essas reações processam-se até o ^{56}Fe .
- 6.5 Mostre que a média de Rosseland é uma média direta tomada em relação ao fluxo do campo de radiação, isto é, $k_R = (1/F) \int_0^\infty k_\nu F_\nu d\nu$.
- 6.6 Uma região no interior de uma estrela de $2.5 M_\odot$ tem $T \simeq 1.5 \times 10^7$ K e $P \simeq 6.4 \times 10^{16}$ din/cm². Um modelo para essa estrela obtém um gradiente $dT/dP \simeq 3.0 \times 10^{-10}$ K/(din/cm²). Essa região é convectiva ou radiativa?

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- CARROLL, B. W., OSTLIE, D. A. 2014, *An Introduction to Modern Astrophysics*, Pearson
- COX, A. N., 2000, *Allen's Astrophysical Quantities*, AIP
- DE BOER, K. S., SEGGEWISS, W. 2008, *Stars and Stellar Evolution*, EDP
- HANSEN, C. J., KAWALER, S. D., TRIMBLE, V. 2004, *Stellar Interiors*, Springer
- KIPPENHAHN, R., WEIGERT, A., WEISS, A. 2012, *Stellar structure and evolution*, Springer
- MACIEL, W. J. 1999, *Introdução à Estrutura e Evolução Estelar*, Edusp (edição em inglês: *Introduction to Stellar Structure*, Springer 2015)

NOVOTNY, E. 1973, *Introduction to Stellar Atmospheres and Interiors*, OUP

ROSSELAND, S. 1924, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*,
84, 525

RYAN, S. G., NORTON, A. J. 2010, *Stellar Evolution and Nucleosynthesis*,
CUP

SWIHART, T. L. 1972, *Physics of stellar interiors*, Pachart

PROCESSOS DINÂMICOS I

7.1 INTRODUÇÃO

Diversos teoremas da Mecânica e Mecânica Estatística têm aplicações em Astrofísica, como por exemplo o teorema do virial, que vimos no capítulo 6. Neste capítulo, vamos considerar este teorema em maiores detalhes, com novas aplicações astrofísicas, e também o teorema de Liouville, com uma aplicação à física do meio interestelar. No próximo capítulo, vamos considerar a equação de transporte de Boltzmann em suas formas mais simples. Algumas referências sobre o material deste capítulo incluem Reif (1965), Maciel (1999), Lima Neto (2006), Collins (2003), Carroll e Ostlie (2014) e Choudhuri (2010).

7.2 O TEOREMA DO VIRIAL

Na seção 6.2 obtivemos a expressão

$$2E_t + E_g = 0 \quad (7.1)$$

onde E_t é a energia térmica total de uma estrela e E_g sua energia gravitacional. A equação (7.1) é uma forma do *Teorema do virial*, que tem uma série de aplicações em Astrofísica, uma vez que envolve implicitamente processos de transferência de energia nas estrelas e em outras situações astrofísicas. Este

teorema foi proposto originalmente por R. J. E. Clausius em 1870, e é válido, de maneira geral, para sistemas ligados gravitacionalmente em equilíbrio. Vamos nesta seção explorar um pouco mais este teorema, e analisar sua aplicação em algumas situações de interesse astrofísico.

Na seção 6.2 vimos que o resultado (7.1) mostra que, durante a contração gravitacional de uma estrela, metade de sua energia potencial gravitacional é convertida em energia térmica e a outra metade é emitida como radiação. Podemos confirmar isto considerando que a energia mecânica total da estrela na fase de contração gravitacional é

$$E_{tot} = E_t + E_g = -\frac{E_g}{2} + E_g = \frac{E_g}{2} \quad (7.2)$$

chamando L a luminosidade da estrela, pela conservação de energia, temos

$$\frac{dE_{tot}}{dt} + L = 0 \quad (7.3)$$

$$L = -\frac{dE_{tot}}{dt} = -\frac{1}{2} \frac{dE_g}{dt} \quad (7.4)$$

ou seja, metade da energia gravitacional é usada para a emissão de radiação, e a outra metade contribui para aumentar a temperatura e a energia interna da estrela.

► EXEMPLO 7.1 - O movimento de translação da Terra

Vamos considerar o movimento de translação da Terra em torno do Sol (Figura 7.1), e mostrar que, também neste caso, o teorema do virial pode ser aplicado. A Terra move-se em uma órbita estável em torno do Sol a uma distância média $r_T = 1.5 \times 10^{13}$ cm (uma unidade astronômica, UA) em um período de um ano, $P = 1$ ano = 365 dias $\simeq 3.16 \times 10^7$ s. Sua velocidade média é $v = 2\pi r_T / P = 3.0 \times 10^6$ cm/s = 30 km/s. Com um raio médio $R_T = 6400$ km e uma densidade média $\rho_T \simeq 5.5$ g/cm³, a Terra tem massa $M_T \simeq (4/3)\pi R_T^3 \rho_T \simeq 6.0 \times 10^{27}$ g, enquanto que a massa do Sol é $M_\odot = 1.99 \times 10^{33}$ g. A energia cinética média do movimento de translação é

$$E_c = \frac{1}{2} M_T v^2 \simeq 2.7 \times 10^{40} \text{ erg} \quad (7.5)$$

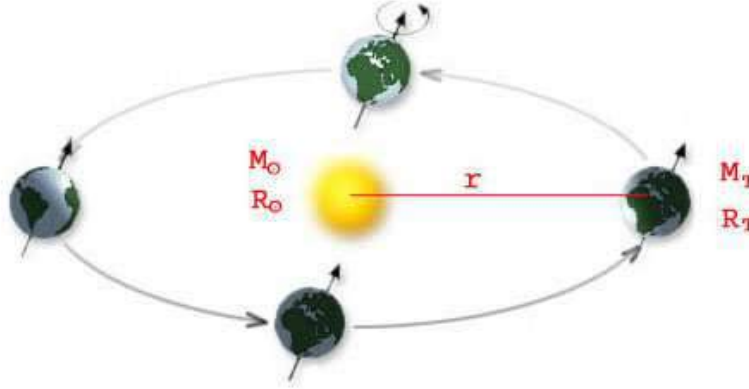


Figura 7.1 - Movimento de translação da Terra.

A energia potencial gravitacional correspondente é

$$E_p = -\frac{G M_{\odot} M_T}{r_T} \simeq -5.3 \times 10^{40} \text{ erg} \quad (7.6)$$

portanto, a energia total é

$$E_{tot} = E_c + E_p = \frac{1}{2} M_T v^2 - \frac{G M_{\odot} M_T}{r_T} \simeq -2.6 \times 10^{40} \text{ erg} \simeq \frac{E_p}{2} \quad (7.7)$$

Naturalmente, a energia total é negativa, uma vez que a Terra tem uma órbita fechada em torno do Sol. Obtemos novamente o teorema do virial envolvendo agora a energia cinética E_c ,

$$E_c = -\frac{E_p}{2} \quad (7.8)$$

$$2 E_c + E_p = 0 \quad (7.9)$$

► EXEMPLO 7.2 - O sistema Sirius A + B

As massas das estrelas Sirius A e Sirius B são $M_A \simeq 2.02 M_{\odot}$ e $M_B \simeq 1.00 M_{\odot}$, sua distância é $d \simeq 2.631 \text{ pc}$, o período orbital é $P \simeq 50.075 \text{ anos}$ e o semieixo maior é $a \simeq 7''.50$ (cf. N. Brosch, *Sirius Matters*, Springer 2008). A massa total do sistema é $M = M_A + M_B = 6.01 \times 10^{33} \text{ g}$, e a massa reduzida é $\mu = M_A M_B / (M_A + M_B) \simeq 1.33 \times 10^{33} \text{ g}$. Admitindo órbitas elípticas a energia potencial média do sistema é aproximadamente

$$E_p \simeq -\frac{G\mu M}{ad} \simeq 1.8 \times 10^{45} \text{ erg} \quad (7.10)$$

e a energia cinética média é

$$E_c \simeq \frac{1}{2} \mu \bar{v}^2 = \frac{1}{2} \mu \frac{GM}{ad} \simeq 9.0 \times 10^{44} \text{ erg} \quad (7.11)$$

onde $\bar{v} \simeq 11.6 \text{ km/s}$ é a velocidade média relativa ao centro de massa. Portanto temos novamente $2E_t + E_p = 0$.

► **EXEMPLO 7.3 - O movimento do Sol em torno do centro galáctico**

Vamos agora considerar o movimento do Sol em torno do centro da Galáxia. O Sol está localizado no disco galáctico, e os objetos do disco são de População I, executando um movimento de rotação em torno do centro galáctico, como pode ser observado na curva de rotação galáctica (figura 7.2, W. J. Maciel, L. G. Lago, Revista Mexicana de Astronomia y Astrofísica 41, 383, 2005), que é simplesmente um gráfico da velocidade de rotação $\Theta(R)$ em km/s em função da distância galactocêntrica R (kpc), projetada sobre o disco galáctico.

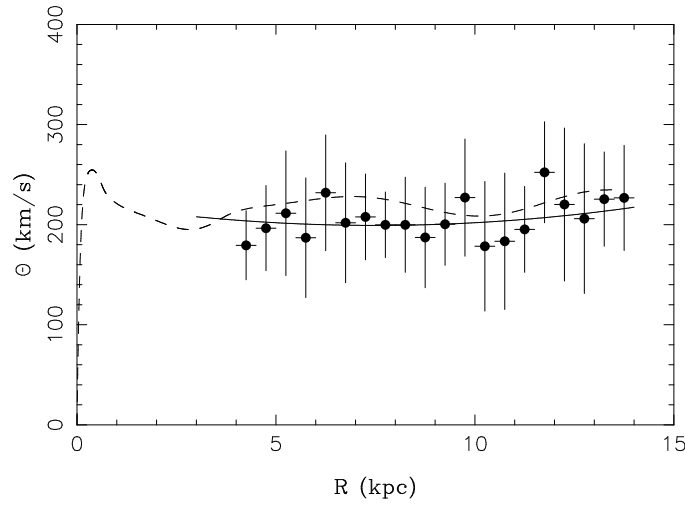


Figura 7.2 - Curva de rotação galáctica.

Esta curva pode ser obtida a partir de diversos objetos, como as regiões HII, nuvens de CO, nebulosas planetárias, etc. A posição do Sol está em aproximadamente $R_0 = 8.0 \text{ kpc}$, e a velocidade medida nesta posição é de

cerca de $\Theta_0 = 200 \text{ km/s}$. Considerando novamente a massa do Sol como $M_\odot = 1.99 \times 10^{33} \text{ g}$, a energia cinética do movimento de rotação é

$$E_c = \frac{1}{2} M_\odot \Theta_0^2 \simeq 4.0 \times 10^{47} \text{ erg} \quad (7.12)$$

A massa da Galáxia M_G interna ao raio galactocêntrico solar R_0 pode ser estimada considerando que a atração gravitacional desta massa mantém o movimento de rotação do Sol com a velocidade Θ_0 , ou seja

$$\frac{G M_G M_\odot}{R_0^2} = \frac{M_\odot \Theta_0^2}{R_0} \quad (7.13)$$

de modo que

$$M_G = \frac{\Theta_0^2 R_0}{G} \simeq 1.5 \times 10^{44} \text{ g} \simeq 7.5 \times 10^{10} M_\odot \quad (7.14)$$

portanto a energia potencial gravitacional é

$$E_p = -\frac{G M_G M_\odot}{R_0} \simeq -8.0 \times 10^{47} \text{ erg} \quad (7.15)$$

ou seja

$$E_c = -\frac{E_p}{2} \quad (7.16)$$

$$2 E_c + E_p = 0 \quad (7.17)$$

que é novamente o teorema do virial.

► EXEMPLO 7.4 - O teorema do virial e a formação estelar

No processo de formação estelar a partir de uma nuvem de gás contendo um número N de partículas a uma temperatura T , o teorema do virial pode ser escrito (ver por exemplo Gregory e Zeilik 1997)

$$E_t = -\frac{E_p}{2} \quad (7.18)$$

onde E_t e E_p são novamente as energias térmica e potencial gravitacional, respectivamente, e a energia térmica pode ser escrita

$$E_t \simeq N k T \quad (7.19)$$

onde k é a constante de Boltzmann. Chamando M a massa da nuvem, e R sua dimensão típica, temos, aproximadamente

$$E_p \simeq -\frac{G M^2}{R} \quad (7.20)$$

supondo que o gás é composto de moléculas de H, temos

$$M \simeq 2 N m_H \quad (7.21)$$

onde m_H é a massa do átomo de H. Portanto, usando o teorema do virial (7.18), obtemos

$$\begin{aligned} N k T &\simeq \frac{G M^2}{2 R} \simeq \frac{G M}{R} N m_H \\ \frac{k T}{m_H} &\simeq \frac{G M}{R} \end{aligned} \quad (7.22)$$

chamando agora ρ a densidade média do gás, temos

$$M = \frac{4}{3} \pi R^3 \rho \simeq 4 R^3 \rho \quad (7.23)$$

substituindo esta relação na anterior, temos

$$\frac{k T}{m_H} \simeq 4 G R^2 \rho \quad (7.24)$$

de onde tiramos

$$R \simeq \left(\frac{k}{4 G m_H} \right)^{1/2} \left(\frac{T}{\rho} \right)^{1/2} \simeq 2 \times 10^7 \left(\frac{T}{\rho} \right)^{1/2} \quad (7.25)$$

onde $k = 1.38 \times 10^{-16}$ erg/K, $G = 6.67 \times 10^{-8}$ cm³ g⁻¹ s⁻², $m_H = 1.67 \times 10^{-24}$ g, e R está em cm, T em K e ρ em g/cm³. Tomando valores típicos para uma nuvem molecular, $T \simeq 10$ K, e $\rho \simeq 10^{-18}$ g/cm⁻³, encontramos $R \sim 10^{17}$ cm = 0.03 pc, o que corresponde a uma massa $M \simeq 10^{33}$ g, da ordem da massa do Sol.

► EXEMPLO 7.5 - O teorema do virial e a pressão do gás

Vamos considerar um objeto - uma estrela por exemplo - em equilíbrio hidrostático, de modo que o teorema do virial possa ser escrito na forma (7.17).

O gás é constituído de N partículas de massa m e velocidade v , tal que a quantidade de movimento das partículas seja $p = m v$ e sua energia cinética seja $(1/2) m v^2$, isto é, vamos considerar o caso não-relativístico. A pressão do gás, considerado ideal, pode ser escrita como

$$P = \frac{1}{3} \frac{N}{V} p v = \left(\frac{1}{3} \frac{N}{V} \right) (m v^2) = \left(\frac{2}{3} \frac{1}{V} \right) \left(N \frac{1}{2} m v^2 \right) \quad (7.26)$$

A energia cinética total das N partículas é

$$E_c = N \frac{1}{2} m v^2 \quad (7.27)$$

temos então

$$P = \frac{2}{3} \frac{E_c}{V} \quad (7.28)$$

usando (7.17) obtemos

$$P = -\frac{1}{3} \frac{E_g}{V} \quad (7.29)$$

ou seja, em um sistema em equilíbrio hidrostático, a pressão média necessária para suportar um objeto autogravitante é igual a menos um terço de sua energia potencial gravitacional por unidade de volume. Como a energia potencial gravitacional do objeto é negativa, o sinal $(-)$ garante que a pressão média é positiva. A equação (7.29) pode ser considerada como uma forma do teorema do virial, equivalente à equação (7.17).

► EXEMPLO 7.6 - Pressão média em uma estrela

Vamos considerar uma estrela esférica de massa M e raio R em equilíbrio hidrostático. A pressão média P é dada por (7.29), e a energia potencial gravitacional é, aproximadamente

$$E_g \simeq -\frac{G M^2}{R} \quad (7.30)$$

de modo que

$$P \simeq \left(-\frac{1}{3} \right) \left(-\frac{G M^2}{R V} \right) \simeq \frac{G M^2}{3 R V} \quad (7.31)$$

usando a relação $V = (4/3) \pi R^3$,

$$P \simeq \left(\frac{G M^2}{3 R} \right) \left(\frac{3}{4 \pi R^3} \right) = \frac{G M^2}{4 \pi R^4} \quad (7.32)$$

mais corretamente temos

$$E_g \simeq - \frac{3 G M^2}{5 R} \quad (7.33)$$

e a equação (7.32) fica

$$P \simeq \left(-\frac{1}{3} \right) \left(-\frac{3 G M^2}{5 R} \right) \left(\frac{3}{4 \pi R^3} \right) \simeq \frac{3 G M^2}{20 \pi R^4} \quad (7.34)$$

Para o Sol, com $M_\odot = 1.99 \times 10^{33}$ g, $R_\odot = 6.96 \times 10^{10}$ cm, obtemos

$$P \simeq \frac{(3) (6.67 \times 10^{-8}) (1.99 \times 10^{33})^2}{(20) (3.14) (6.96 \times 10^{10})^4} \simeq 5.37 \times 10^{14} \text{ din/cm}^2 \quad (7.35)$$

► EXEMPLO 7.7 - O teorema do virial e o equilíbrio hidrostático

No exemplo 7.5 usamos o fato de que uma estrela em equilíbrio hidrostático obedece o teorema do virial. Vamos mostrar que este teorema na forma (7.29) pode ser obtido a partir da equação de equilíbrio hidrostático (5.33). Temos

$$\frac{dP(r)}{dr} = - \frac{G M(r) \rho(r)}{r^2} \quad (7.36)$$

dividindo por $4 \pi r^2 \rho(r)$

$$\frac{dP(r)}{4 \pi r^2 \rho(r) dr} = - \frac{G M(r)}{4 \pi r^4} \quad (7.37)$$

mas $dM(r) = 4 \pi r^2 \rho(r) dr$ e

$$4 \pi r^3 dP(r) = - \frac{G M(r)}{r} dM(r) \quad (7.38)$$

lembrando que o volume $V(r) = (4/3) \pi r^3$, temos

$$3 V(r) dP(r) = - \frac{G M(r)}{r} dM(r)$$

$$3 \int_{r=0}^{r=R_*} V(r) dP(r) = - \int_0^{M_*} \frac{G M(r)}{r} dM(r) \quad (7.39)$$

A segunda integral acima é igual a E_g . A primeira integral pode ser feita por partes

$$3 \int_{r=0}^{r=R_*} V(r) dP(r) = 3 V(r) P(r) \Big|_{r=0}^{r=R_*} - 3 \int_0^{V_*} P(r) dV(r) = E_g \quad (7.40)$$

a integral da esquerda é nula, portanto

$$-3 \int_0^{V_*} P(r) dV(r) = -3 \bar{P} V_* = E_g$$

$$\bar{P} = -\frac{1}{3} \frac{E_g}{V} \quad (7.41)$$

onde usamos a notação $\bar{P}$ para enfatizar que se trata do valor médio da pressão total. Esta relação é o teorema do virial na forma (7.29).

► EXEMPLO 7.8 - O teorema do virial e a massa de Jeans

Considerando o processo de contração gravitacional de uma nuvem interestelar, Sir James Jeans (1877-1946) mostrou que a massa mínima necessária para que a nuvem efetivamente leve à formação de estrelas deve ser superior a um valor limite, conhecido como *massa de Jeans* M_J . Vamos generalizar um pouco o tratamento dado no Exemplo 7.4 e mostrar que este limite pode ser estimado a partir da aplicação do teorema do virial (cf. Carroll e Ostlie 2014). Em uma nuvem estável e ligada gravitacionalmente, temos

$$2 E_c + E_p = 0 \quad (7.42)$$

Se o termo $2 E_c$, referente à energia cinética interna total da nuvem, for superior ao valor absoluto da energia potencial gravitacional $|E_p|$, a nuvem se expande. No caso oposto, se $2 E_c < |E_p|$, ocorre um colapso da nuvem, o que pode levar à formação de estrelas. Portanto, a condição para a formação estelar, que envolve um limite para a massa da nuvem, requer que

$$2 E_c < |E_p| \quad (7.43)$$

Em uma nuvem esférica de massa M , raio R e densidade constante ρ , a energia potencial gravitacional é dada aproximadamente pela equação (7.20), e a energia cinética da nuvem é dada por (7.19). A massa da nuvem pode ser escrita

$$M \simeq N \mu m_H \quad (7.44)$$

onde μ é o peso molecular do gás. Aplicando (7.43) temos

$$\frac{2 k T}{\mu m_H} < \frac{G M}{R} \quad (7.45)$$

lembrando a relação (7.23) temos

$$R \simeq \left(\frac{M}{4 \rho} \right)^{1/3} \quad (7.46)$$

substituindo esta equação em (7.45), temos

$$\frac{2 k T}{\mu m_H} < \frac{G M}{(M/4 \rho)^{1/3}} \quad (7.47)$$

que pode ser colocada na forma

$$M > M_J \simeq \left(\frac{2 k T}{G \mu m_H} \right)^{3/2} \left(\frac{1}{4 \rho} \right)^{1/2} \quad (7.48)$$

ou seja, $M_J \propto T^{3/2} \rho^{-1/2}$, isto é, quanto maior a temperatura da nuvem, maiores massas são necessárias para o colapso, o inverso ocorrendo com a densidade do gás. Em um cálculo mais correto, as constantes que aparecem em (7.48) são um pouco diferentes (cf. Carroll e Ostlie 2014), e esta equação fica

$$M > M_J = \left(\frac{5 k T}{G \mu m_H} \right)^{3/2} \left(\frac{3}{4 \pi \rho} \right)^{1/2} \quad (7.49)$$

usando os valores numéricos de k , G e m_H , e medindo T em K, ρ em g/cm^3 e M em $M_\odot$, temos

$$M_J \simeq 1.2 \times 10^{-10} \left(\frac{T^3}{\mu^3 \rho} \right)^{1/2} \quad (7.50)$$

Vamos aplicar (7.50) a uma nuvem de H típica, com $T \simeq 50 \text{ K}$, $\mu \simeq 1$ e uma densidade de partículas $n \simeq 500 \text{ cm}^{-3}$, de modo que $\rho \simeq n m_H \simeq 8.4 \times 10^{-22} \text{ g/cm}^3$. Obtemos $M_J \simeq 1500 M_\odot$. As massas das nuvens difusas são provavelmente muito menores que este valor, de modo que elas são estáveis, isto é, não se fragmentam para formar estrelas. De fato, as estrelas são formadas pelo colapso de nuvens moleculares gigantes, com dimensões maiores que as das nuvens difusas, e muito mais densas. Por exemplo, tomando valores apropriados para as regiões internas dessas nuvens, $T \simeq 10 \text{ K}$, $\mu \simeq 2$ e $n \simeq 10^4 \text{ cm}^{-3}$, temos $\rho \simeq 3.3 \times 10^{-20} \text{ g/cm}^3$, e $M_J \simeq 7 M_\odot$, que é um valor consistente com as estimativas das massas das regiões mais internas das nuvens densas.

► EXEMPLO 7.9 - O teorema do virial no caso ultra relativístico

Vimos que o teorema do virial pode ser expresso pelas relações (7.17) ou (7.29). Admitimos implicitamente que as partículas responsáveis pela pressão P movem-se com velocidades $v \ll c$, isto é, consideramos o caso não relativístico. Vamos agora considerar o caso extremo de um gás *ultra relativístico*, em que as partículas responsáveis pela pressão movem-se com velocidades próximas da velocidade da luz. Neste caso, a relação (7.29) ainda é válida, e a pressão média é

$$P = \frac{1}{3} \frac{N}{V} p v \quad (7.51)$$

mas temos agora $v \simeq c$, de modo que

$$P = \frac{1}{3} \frac{N}{V} p c \quad (7.52)$$

a energia cinética de cada partícula é agora igual a $p c$, então

$$E_c \simeq N p c \quad (7.53)$$

ou seja

$$P = \frac{1}{3} \frac{E_c}{V} \quad (7.54)$$

combinando esta equação com (7.29) obtemos

$$E_c + E_g = 0 \quad (7.55)$$

Vemos que a energia total é $E_t = E_c + E_g = 0$. Neste caso, o sistema se encontra no limite entre o caso ligado, onde $E_t < 0$, e o caso não ligado, onde $E_t > 0$. Por exemplo, se um sistema gravitacionalmente ligado desenvolve velocidades próximas de c , ele eventualmente se torna um sistema não ligado. Assim, um objeto em que o termo de pressão é devido a partículas ultra relativísticas é instável, uma vez que um sistema com energia total nula está no limite entre uma configuração estável e instável. Já no caso não relativístico, quando é válida a relação $2E_c + E_g = 0$, a energia total do sistema é negativa, de modo que o sistema é ligado.

► EXEMPLO 7.10 - Supernovas e transferência de energia

Em estrelas massivas, o colapso final após a exaustão do combustível nuclear libera uma quantidade de energia potencial suficiente para explodir a estrela. Este processo ocorre nas supernovas de tipo Ib e Ic, formadas por estrelas massivas com tempos de vida curtos, que não apresentam evidências de hidrogênio em seus espectros. A subclassificação das supernovas de tipo I depende da presença da linha do SiII em $\lambda 6150 \text{ \AA}$ (Ia), da presença de linhas intensas do He (Ib) ou da ausência das linhas do He (Ic). A liberação de energia ocorre de maneira ainda mais espetacular com as supernovas de tipo II, que apresentam H em seus espectros, e resultam da explosão de estrelas massivas em regiões interestelares ricas em metais.

Por outro lado, a maior parte das supernovas de tipo I, ditas tipo Ia, são formadas por estrelas de massa intermediária em sistemas binários, também sem evidência de hidrogênio, resultando de explosões termonucleares. Neste processo, proposto por F. Hoyle e W. Fowler na década de 1960, a fusão dos núcleos de C e O destas estrelas produz um enorme pulso de energia e o isótopo radioativo ^{56}Ni , que sofre decaimento lento liberando uma quantidade adicional de energia.

As supernovas como as de tipo II, Ib e Ic, são consideradas portanto “supernovas de colapso nuclear”, ou *core collapse supernovae*. Tipicamente, uma supernova de tipo II libera energias da ordem de 10^{53} erg em um evento. Cerca de 1% deste valor, ou cerca de 10^{51} erg , surge como energia cinética do material ejetado. A radiação ocupa uma fração ainda menor, cerca de 0.01%, ou 10^{49} erg , ou menos. A diferença de energia é transferida aos neutrinos produzidos na explosão.

Por exemplo, em uma estrela com $20 M_{\odot}$, o processo de queima nuclear inclui inicialmente a queima de H, seguida pelas queimas de He, C, O e Si,

cada uma delas com uma escala de tempo mais curta. A queima de Si leva tipicamente 2 dias ou 1.73×10^5 s. A energia por unidade de tempo dos fótons produzidos neste processo é cerca de $L_\gamma \sim 4.4 \times 10^{38}$ erg/s, e a luminosidade dos neutrinos é $L_\nu \sim 3.1 \times 10^{45}$ erg/s. Portanto, neste caso temos

$$E_\gamma \simeq (4.4 \times 10^{38}) (1.73 \times 10^5) \simeq 7.61 \times 10^{43} \sim 10^{44} \text{ erg}$$

$$E_\nu \simeq (3.1 \times 10^{45}) (1.73 \times 10^5) \simeq 5.36 \times 10^{50} \sim 10^{51} \text{ erg}$$

Podemos também estimar a massa do caroço necessária para produzir uma energia da ordem de 10^{53} erg por colapso gravitacional. Neste caso, a energia liberada deve ser da ordem da energia potencial gravitacional, $E \sim E_p \propto -GM^2/R$, onde M é a massa do caroço e R o raio do objeto colapsado. Mais corretamente, podemos usar o teorema do virial e obter uma expressão semelhante

$$E \simeq -\frac{3}{10} \frac{GM^2}{R} \quad (7.56)$$

Tomando um valor $R \simeq 50$ km, com $E \sim 10^{53}$ erg obtemos

$$M \simeq \sqrt{\frac{10}{3} \frac{10^{53} R}{G}} \simeq 5 \times 10^{33} \text{ g} \simeq 2.5 M_\odot \quad (7.57)$$

que é um valor típico para um caroço colapsado originando uma supernova.

► EXEMPLO 7.11 - Supernovas de instabilidade de pares

As supernovas mais comuns são produzidas por estrelas com $20 M_\odot$ ou mais, que sofrem estágios sucessivos de queima nuclear, até alcançarem um núcleo de ferro. Neste estágio, o objeto colapsa violentamente, produzindo uma explosão, que dá origem à supernova, e deixando eventualmente um objeto compacto em seu centro. No caso de estrelas muito massivas, com massas da ordem de $140 M_\odot$ ou mais, evidências recentes sugerem que o processo pode ser abreviado, de modo que a explosão ocorre ainda na fase em que o núcleo contém oxigênio, ou seja, antes de atingir a fase em que o núcleo é de ferro inerte. Nesse caso, a estrela sofre uma intensa instabilidade, produzindo anti-matéria. A colisão de dois fótons produz pares de elétrons (e^-) e pósitrons (e^+), e a consequente perda de pressão produz o colapso, que leva à queima rápida de oxigênio em um processo altamente instável e rápido, durando da

ordem de minutos, ocorrendo a explosão. Neste caso, a supernova é chamada “supernova de produção de pares”, “supernova de instabilidade de pares”. Na explosão, a estrela sintetiza uma grande quantidade de isótopos radioativos, como o ^{56}Ni , que termina por decair, produzindo ^{56}Fe . O processo de decaimento, por sua vez, injeta energia no gás em expansão, cujo brilho é significativamente aumentado. Este é o processo que, aparentemente, deu origem à supernova 2007bi, em que uma grande quantidade de ^{56}Ni foi detectada, correspondendo a 5 - 7 $M_{\odot}$. Supondo que a estrela progenitora tivesse uma massa de 140 $M_{\odot}$, isto corresponde a cerca de 4% de sua massa. Em comparação, no Sol, onde a abundância de Ni é de 6.25 dex por número de átomos, o que daria uma massa de 10^{-4} de sua massa, a fração deste elemento seria menor que 0.01%.

► **EXEMPLO 7.12** - O teorema do virial e a formação das galáxias

O teorema do virial na forma (7.8) pode ser aplicado à formação de uma galáxia a partir de uma nuvem de gás altamente disperso e em repouso. A energia total da galáxia é

$$E_{tot} = E_c + E_p = -\frac{E_p}{2} + E_p = \frac{E_p}{2} \quad (7.58)$$

No estado inicial, $E_{tot} = E_c = E_p = 0$. À medida que a nuvem colapsa, a energia cinética aumenta (fica mais positiva), enquanto que a energia potencial gravitacional diminui (fica mais negativa). Da equação (7.58) vemos que, no estado final de equilíbrio, quando o sistema está estável (ou virializado), a energia total é negativa (pois $E_p < 0$) e o sistema está ligado, e metade da energia potencial liberada pelo colapso foi convertida em energia cinética, enquanto que a outra metade foi emitida na forma de radiação.

7.3 O TEOREMA DE LIOUVILLE

Vamos a seguir considerar resumidamente o teorema de Liouville na mecânica clássica (ver por exemplo Reif 1965; Symon 1971; Goldstein et al. 2001). Na próxima seção iremos analisar uma aplicação deste teorema na determinação do limite de Oort. Vamos considerar um sistema isolado considerando n coordenadas generalizadas de posição e quantidade de movimento $q_1, q_2, \dots, q_n, p_1, p_2, \dots, p_n$. Chamando $f(q_n, p_n, t) dq_n dp_n dt$ uma função que descreve o número de sistemas com posições entre $(q_n, q_n + dq_n)$ e quantidade de movimento entre $(p_n, p_n + dp_n)$ no tempo t , a equação que descreve o movimento do sistema no espaço de fase pode ser escrita

$$\frac{df}{dt} = \frac{\partial f}{\partial t} + \sum_i \left(\frac{\partial f}{\partial q_i} \dot{q}_i + \frac{\partial f}{\partial p_i} \dot{p}_i \right) = 0 \quad (7.59)$$

que é o *Teorema de Liouville*. Por este teorema, as partículas do sistema movem-se no espaço de fase como um fluido incompressível, de modo que o volume ocupado por um conjunto de partículas é constante. De acordo com este teorema, em um conjunto de massas pontuais movendo-se sem dissipação em um campo de potencial, a densidade dos pontos no espaço de fase é constante ao longo de uma trajetória dinâmica.

► EXEMPLO 7.13 - O teorema de Liouville e a área dos detectores

Telescópios ópticos geralmente concentram feixes de luz em pequenos detectores, e em muitos casos a sensibilidade instrumental deve ser concentrada em detectores com a menor área possível. Vamos considerar uma fonte observada segundo o ângulo sólido Ω , e seja A a área do espelho do telescópio (cf. Harwit 2006). Pelo teorema de Liouville, a densidade de fótons emitidos e recebidos por unidade de área, por unidade de ângulo sólido e por unidade de tempo deve ser constante. Se a luz do objeto sobre um detector de área a pudesse vir de todas as direções, em um ângulo sólido de 4π sr, teríamos

$$\frac{\text{no. fótons}}{A \Omega} = \frac{\text{no. fótons}}{a 4\pi} \quad (7.60)$$

isto é, a área mínima do detector seria

$$a = \frac{A \Omega}{4\pi} \quad (7.61)$$

Na prática, apenas os fótons vindos de dentro de um pequeno ângulo sólido $\omega < 4\pi$ podem ser recebidos pelo detector, de modo que a área mínima do detector deve ser

$$a = \frac{A \Omega}{\omega} \quad (7.62)$$

Detectores com áreas menores que este valor não poderiam receber todos os fótons disponíveis, pois isto implicaria um aumento do fluxo, o que contraria a segunda lei da Termodinâmica, uma vez que a densidade de fótons seria maior no detector do que na fonte.

► EXEMPLO 7.14 - O teorema de Liouville e os raios cósmicos

Os raios cósmicos são partículas energéticas (prótons, elétrons, núcleos pesados) que atravessam o espaço interestelar, onde produzem uma série de efeitos, como as reações de espalação (*spallation*), em que são fragmentados pelas colisões com núcleos de H interestelar produzindo os elementos leves Li, Be e B. O fluxo de raios cósmicos pode ser observado e seu espectro de energia determinado com precisão, como pode ser visto na figura 7.3.

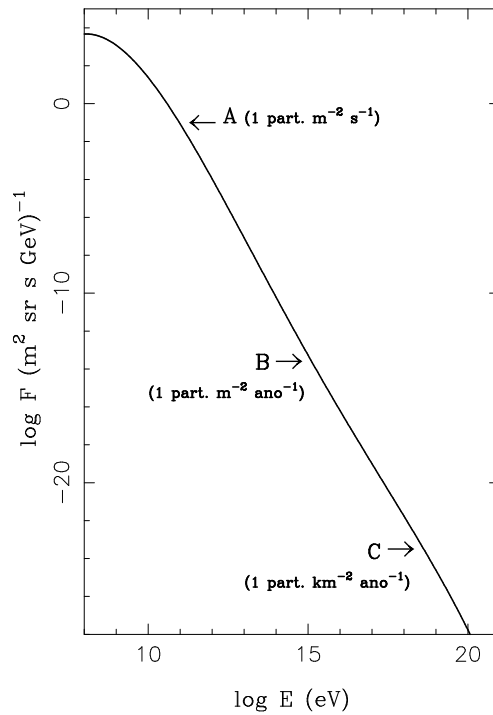


Figura 7.3 - Espectro de energia dos raios cósmicos.

Sendo partículas tão energéticas, os raios cósmicos podem eventualmente escapar dos campos magnéticos galácticos. Pelo teorema de Liouville, a densidade de raios cósmicos no espaço de fase deve então ser aproximadamente constante. Neste caso, a densidade de raios cósmicos na região externa da Galáxia deve ser aproximadamente a mesma daquela observada na nossa vizinhança. Em outras palavras, medidas locais da intensidade dessas partículas podem ser usadas para obter informações sobre as densidades de partículas em outras regiões do Universo.

► EXEMPLO 7.15 - Raios cósmicos e supernovas

Uma das principais fontes das partículas cósmicas são as supernovas, cuja enorme energia pode ser parcialmente transferida aos raios cósmicos, acelerando-os até velocidades relativísticas. Este é um fenômeno interessante de transferência, ou transporte de energia, pois parte da energia inicialmente armazenada nas supernovas é transferida para a aceleração das partículas cósmicas. Vamos mostrar, usando argumentos simples, que a energia requerida para este processo de aceleração dos raios cósmicos é uma pequena fração da energia total disponível nas supernovas. Admitindo que uma supernova libere uma energia da ordem de $\Delta E_{sn} \sim 10^{49}$ erg e que a taxa de supernovas na Galáxia seja $\tau \sim 1/30$ por ano, a energia produzida por unidade de tempo seria $\Delta E_{sn} \tau \sim 3 \times 10^{47}$ erg/ano. Em uma escala de tempo da ordem da idade da Galáxia, $t_G \sim 10^{10}$ ano, teremos uma energia total $E_{sn} \sim \Delta E_{sn} \tau t_G \sim 3 \times 10^{57}$ erg. Os raios cósmicos tem uma densidade de energia $\rho_{rc} \sim 1 \text{ eV/cm}^3 \sim 1.6 \times 10^{-12}$ erg/cm³, e podemos considerar que estão confinados ao disco da Galáxia, em uma região com raio $R \sim 30 \text{ kpc}$ e altura $h \sim 500 \text{ pc}$, de modo que o volume ocupado seria $V \sim \pi R^2 h \sim 4 \times 10^{67} \text{ cm}^3$. Portanto, a energia contida nos raios cósmicos seria $E_{rc} \sim \rho_{rc} V \sim 6 \times 10^{55}$ erg. Assim, a fração da energia das supernovas necessária para acelerar os raios cósmicos seria $f \sim E_{rc}/E_{sn} \sim 0.02$, ou 2%.

7.4 O LIMITE DE OORT

Diversos componentes da Galáxia, como átomos em elevados estados de ionização, algumas moléculas e partículas sólidas de grandes dimensões, são de difícil detecção pelos métodos astrofísicos usuais, que envolvem a observação de algum tipo de radiação. Portanto, é interessante determinar limites para a contribuição desta matéria não detectável, o que pode ser feito através da estimativa da atração gravitacional total na direção perpendicular ao plano galáctico. Como mostrado inicialmente por Jan Hendrik Oort (1900–1992), este método pode também produzir limites para a contribuição da matéria interestelar na Galáxia (cf. Spitzer 1978).

Considerando-se a Galáxia como um disco achatado, a determinação da aceleração gravitacional g_z na direção z , perpendicular ao disco, fornece uma estimativa da massa total na vizinhança solar, incluindo gás e estrelas. A determinação de g_z é feita utilizando-se medidas da velocidade v_z e do gradiente de densidade na direção z de grupos de estrelas homogêneos e suficientemente brilhantes (cf. Maciel 2002).

Vamos considerar um disco galáctico unidimensional, isto é, vamos desprezar os movimentos das estrelas nas direções r e θ , considerando coordenadas cilíndricas, ficando apenas com os movimentos na direção z , perpendicular ao plano. Neste caso, admitindo estado estacionário, podemos definir uma função de distribuição $f(z, p_z) dp_z dV$, ou seja, o número de estrelas no volume dV com quantidades de movimento entre p_z e $p_z + dp_z$.

Um grupo de estrelas movendo-se na direção perpendicular ao plano galáctico não constitui um “fluido” no sentido usual, como por exemplo a camada de gás em uma atmosfera estelar. Assim, em vez das equações usuais da hidrodinâmica, devemos aplicar o Teorema de Liouville. De (7.59) podemos então escrever

$$\frac{\partial f}{\partial z} v_z + \frac{\partial f}{\partial p_z} m g_z = 0 \quad (7.63)$$

$$\frac{p_z}{m} \frac{\partial f}{\partial z} - m \frac{d\phi}{dz} \frac{\partial f}{\partial p_z} = 0 \quad (7.64)$$

onde m é a massa das estrelas, admitida constante, $p_z = m v_z$, e $\phi(z)$ é o potencial gravitacional do disco, função apenas de z . Considerando que $g_z = -d\phi/dz$ e integrando obtemos

$$\frac{1}{n} \frac{d(n \langle v_z^2 \rangle)}{dz} = g_z \quad (7.65)$$

usando a equação de Poisson

$$\nabla^2 \phi = \frac{d^2 \phi}{dz^2} = 4\pi G \rho(z) \quad (7.66)$$

obtemos finalmente (ver por exemplo Maciel 2002, Spitzer 1978)

$$\rho(z) = -\frac{1}{4\pi G} \frac{dg_z}{dz} \quad (7.67)$$

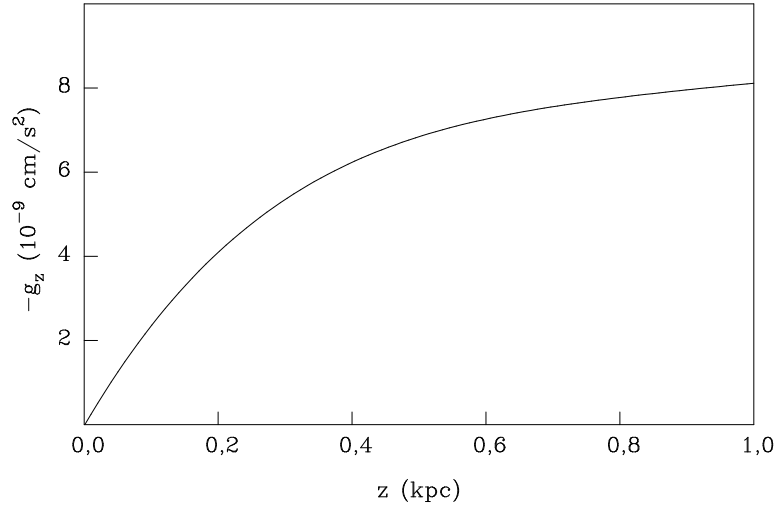


Figura 7.4 - Determinação do limite de Oort.

Por meio das observações das velocidades e densidades de grupos homogêneos de estrelas de mesma massa, podemos determinar g_z em função de z por (7.65) e a densidade de massa total $\rho(z)$ por (7.67). Isto foi feito por Oort para um grupo de gigantes de tipo espectral K. As primeiras análises de Oort datam de 1932, mas o trabalho na forma final é de 1960. A função g_z obtida por Oort para a vizinhança solar está mostrada na figura 7.4.

Para o plano galáctico, $z = 0$ e a densidade de massa total é $\rho_t \simeq 10 \times 10^{-24} \text{ g/cm}^3 = 0.15 M_\odot/\text{pc}^3$, onde $M_\odot = 1.99 \times 10^{33} \text{ g}$ é a massa solar. A parte deste material relativa às estrelas é conhecida independentemente, sendo $\rho_* \simeq 4 \times 10^{-24} \text{ g/cm}^3 = 0.06 M_\odot/\text{pc}^3$. Portanto, a densidade total da matéria interestelar na vizinhança solar deve ser $\rho_{mi} \lesssim 6 \times 10^{-24} \text{ g/cm}^3 = 0.09 M_\odot/\text{pc}^3$. Isto corresponde a 2.6 átomos de H por centímetro cúbico, adotando-se uma abundância He/H = 0.1 por número de átomos. Este limite é conhecido como o *Limite de Oort*. Naturalmente, este valor está sujeito a incertezas, não só devido a deficiências observacionais como também a aproximações no processo de cálculo. Entretanto, trabalhos mais recentes produzem essencialmente os mesmos resultados.

O valor da densidade do meio interestelar por medidas diretas do gás e da poeira na vizinhança solar é da mesma ordem de grandeza que o limite de Oort. Desta forma, as estrelas, o meio interestelar e a matéria não detectada parecem

ter densidades comparáveis. A maior parte da massa do meio interestelar, cerca de 90%, está concentrada no gás, restando aproximadamente 10% aos grãos interestelares.

► EXEMPLO 7.16 - Massa do meio interestelar

Embora aparentemente baixa, a densidade do meio interestelar corresponde a uma massa total considerável, uma vez que está espalhada por todo o disco galáctico. Para ilustração, vamos considerar que o disco tem um diâmetro da ordem de $2R \simeq 30 \text{ kpc}$, e espessura $h \simeq 500 \text{ pc}$. Com uma densidade $\rho_{mi} \simeq 3 \times 10^{-24} \text{ g/cm}^3$, a massa é $M_{mi} \simeq \pi R^2 h \rho_{mi} \simeq 3.1 \times 10^{43} \text{ g}$, suficiente para formar cerca de 10^{10} estrelas com massas iguais à do Sol.

► EXEMPLO 7.17 - Massa projetada sobre o plano galáctico

Vamos considerar o valor da densidade de massa no plano galáctico, dada pelo limite de Oort, $\rho_t \simeq 0.15 M_\odot/\text{pc}^3$. Supondo novamente que esta densidade aplica-se ao volume de um cilindro de raio $R = 15 \text{ kpc}$ e altura $h = 500 \text{ pc}$, a massa total contida neste volume é

$$M \simeq \pi R^2 h \rho_t \simeq 5.30 \times 10^{10} M_\odot \quad (7.68)$$

a massa total projetada sobre o plano galáctico é então

$$M_p \simeq \rho_t h \simeq 75 M_\odot/\text{pc}^2 \quad (7.69)$$

EXERCÍCIOS

- 7.1 Júpiter tem uma massa 318 vezes maior que a Terra, e gira em torno do Sol a uma distância média de 5.2 UA com um período de cerca de 11.86 anos. Mostre que o teorema do virial aplica-se também a este movimento.
- 7.2 Considere uma nuvem molecular esférica com densidade média ρ , temperatura T e massa M . Usando apenas relações de proporcionalidade, mostre que a nuvem poderá se condensar se

$$M > M_J \propto T^{3/2} \rho^{-1/2}$$

- 7.3 Considere o núcleo denso de uma nuvem molecular gigante, com temperatura $T = 10\text{ K}$, composto de H molecular, com uma densidade $n_{\text{H}_2} = 10^4\text{ cm}^{-3}$. Qual seria a massa de Jeans desta nuvem? Qual seria seu tempo de queda livre?
- 7.4 Por meio de um tratamento teórico dos movimentos oscilatórios perpendiculares ao plano galáctico, F. House e D. Kilkenny (Astronomy & Astrophysics 81, 251, 1980) derivaram uma expressão analítica para a aceleração gravitacional g_z , válida para $|z| \leq 1\text{ kpc}$

$$g_z = A_0 \sin\left(\frac{2z}{R} + B_0\right) + C_0 \exp(-\alpha z)$$

onde A_0 , B_0 e C_0 são constantes, R é a distância ao eixo galáctico e $\alpha = 1/h$, sendo h a espessura efetiva da camada de gás e estrelas acima do plano galáctico. As constantes foram determinadas por medidas das velocidades radiais de estrelas OB na vizinhança solar, sendo $A_0 = 9.6 \times 10^{-9}\text{ cm/s}^2$, $B_0 = 5\text{ rad}$ e $C_0 = 9.0 \times 10^{-9}\text{ cm/s}^2$. Considere um valor médio $2h \simeq 800\text{ pc}$ e $R \simeq 8.5\text{ kpc}$ e determine a densidade de massa total no plano galáctico para a vizinhança solar. Compare seu resultado com o valor obtido por Oort, baseado na análise das gigantes K.

- 7.5 Determinações da distribuição da densidade de massa na forma de estrelas na vizinhança solar produzem os seguintes valores: $0.038 M_\odot/\text{pc}^3$ para as estrelas anãs de tipos espectrais G, K e M; $0.020 M_\odot/\text{pc}^3$ para as anãs brancas e $0.006 M_\odot/\text{pc}^3$ para as demais estrelas. Qual é a massa total na forma de estrelas, em $M_\odot/\text{pc}^3$ e em g/cm^3 ? Compare seu resultado com o limite de Oort.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- CARROLL, B. W., OSTLIE, D. A. 2014, *An Introduction to Modern Astrophysics*, Pearson
- CHOUDHURI, A. R. 2010, *Astrophysics for Physicists*, CUP
- COLLINS, G. W. 2003, *The Virial Theorem in Stellar Astrophysics*, Internet edition, <http://ads.harvard.edu/books/1978vtsa.book/>

- GOLDSTEIN, H., POOLE, C. P., SAFKO, J. L. 2001, *Classical Mechanics*, Addison-Wesley
- GREGORY, S. A., ZEILIK, M. 1997, *Introductory Astronomy and Astrophysics*, Brooks Cole
- HARWIT, M. 2006, *Astrophysical Concepts*, Springer
- LIMA NETO, G. 2006, *Introdução à Dinâmica Estelar*, IAG/USP
- MACIEL, W. J. 1999, *Introdução à Estrutura e Evolução Estelar*, Edusp (edição em inglês: *Introduction to Stellar Structure*, Springer 2015)
- MACIEL, W. J. 2002, *Astrofísica do Meio Interestelar*, Edusp (edição em inglês: *Astrophysics of the Interstellar Medium*, Springer 2013)
- REIF, F. 1965, *Fundamentals of Statistical and Thermal Physics*, McGraw-Hill (reedição Waveland Press 2008)
- SPITZER Jr., L. 1978, *Physical Processes in the Interstellar Medium*, Wiley (student edition 1998)
- SYMON, K. R. 1971, *Mechanics*, Addison-Wesley

PROCESSOS DINÂMICOS II

8.1 INTRODUÇÃO

No capítulo 7 vimos algumas aplicações do teorema do virial e em seguida o teorema de Liouville, em particular a aplicação deste na determinação do limite de Oort. As equações correspondentes ao teorema do virial, teorema de Liouville e equação de Boltzmann têm aplicações diretas na Dinâmica Estelar, estando em última análise relacionadas com a energia dos sistemas físicos e sua transferência. No presente capítulo, vamos apresentar uma discussão simplificada da equação de transporte de Boltzmann na ausência de colisões, que é um caso particular do teorema de Liouville, estender um pouco mais e apresentar novas aplicações, em particular no que se refere à relaxação colisional dos sistemas e às equações de Jeans. A referência básica para este capítulo é o trabalho de Choudhuri (2010), em particular o capítulo 7. Outras referências incluem Carroll e Ostlie (2014) e Lima Neto (2006), e textos mais avançados são Binney e Merrifield (1998) e Binney e Tremaine (2008), essencialmente versões mais modernas e completas do trabalho anterior de Mihalas e Binney (1981).

8.2 DINÂMICA ESTELAR

De acordo com a classificação de Hubble, as galáxias podem ser espirais, espirais barradas, elípticas e irregulares (figura 8.1), o que inclui a maior parte das galáxias conhecidas. Em nossa própria Galáxia, aglomerados de estrelas podem ser abertos e globulares (figura 8.2), sendo suas propriedades físicas geralmente bastante diferentes. Uma vez que esses sistemas são compostos basicamente de estrelas e gás, e suas massas luminosas estão essencialmente concentradas nas estrelas, é interessante investigar porque conjuntos de estrelas assumem formas e tamanhos tão diferentes.

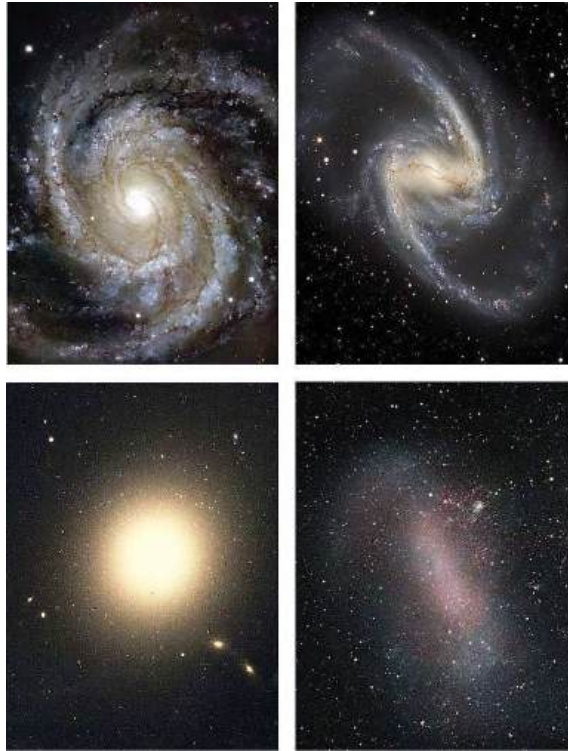


Figura 8.1 - Galáxias segundo a classificação de Hubble. (a) espiral, NGC 4321 (M100); (b) espiral barrada, NGC 1365; (c) elíptica, NGC 4486 (M87); (d) irregular, Grande Nuvem de Magalhães.



Figura 8.2 - Aglomerados de estrelas. (a) Globular, NGC 5139, Omega Centauri; (b) aberto, NGC 4755, Caixa de Joias.

As estrelas podem, em primeira aproximação, ser consideradas como partículas que se atraem mutuamente de acordo com a lei de Newton, em que a força de atração é inversamente proporcional ao quadrado da separação entre os pontos. A *Dinâmica Estelar* tem como objetivo estudar os processos dinâmicos que ocorrem nesses sistemas, que são geralmente autogravitantes. Em outras palavras, podemos em primeira aproximação desprezar o gás no espaço entre as estrelas, e considerar apenas as interações gravitacionais entre elas para analisar a estrutura dinâmica do sistema. Como veremos, o estudo da estrutura galáctica é muito mais complexo que o estudo da estrutura interna das estrelas, e basicamente estaremos limitados à comparação dos efeitos combinados da atração gravitacional e do movimento das estrelas, analisados a partir de hipóteses básicas, como os teoremas do virial e de Liouville, além da distribuição maxwelliana de velocidades. Análises mais profundas estão além dos objetivos deste texto, e o leitor interessado poderá consultar textos mais avançados como o de Binney e Tremaine (2008).

Vamos considerar um gás composto de partículas idênticas com uma certa distribuição maxwelliana de velocidades. Uma vez perturbado, de modo que a distribuição sofra modificações, após um certo tempo a distribuição maxwelliana tende a se reestabelecer novamente, em razão das colisões entre as partículas. Neste caso, o gás sofre uma *relaxação*, alcançando novamente uma distribuição de equilíbrio. No caso de um sistema estelar, a separação entre as “partículas” é normalmente muito grande, de modo que não ocorrem estritamente colisões entre as estrelas, mas suas órbitas podem ser afetadas

e modificadas pelo campo gravitacional das demais estrelas. Portanto, essas interações funcionam como colisões, e tendem a produzir uma relaxação da distribuição de velocidades das estrelas. Em um sistema como um aglomerado globular (figura 2a), o tempo de relaxação é relativamente curto, de modo que a relaxação colisional é importante, e o sistema é relaxado. Já no caso de uma galáxia típica, o tempo de relaxação é maior que a idade do universo, de modo que essas galáxias não são sistemas relaxados. No primeiro caso, as colisões são importantes, e devem ser levadas em conta na análise dinâmica, enquanto que no segundo caso as colisões podem ser ignoradas em primeira aproximação. Em outras palavras, em sistemas relaxados, como alguns aglomerados globulares, devemos empregar um formalismo colisional de dinâmica estelar, enquanto que em sistemas não relaxados, como galáxias típicas, podemos usar uma dinâmica estelar sem colisões. Na realidade, uma distribuição maxwelliana só pode ser obtida se houver equilíbrio termodinâmico, como vimos no capítulo 2, seção 2.4. Entretanto, os sistemas autogravitantes não são estritamente compatíveis com o equilíbrio termodinâmico. Em um gás contido em um recipiente, as colisões entre as partículas do gás terminarão por estabelecer uma distribuição maxwelliana de velocidades ajustada ao equilíbrio termodinâmico. Em um sistema estelar relaxado isso não ocorre, e em equilíbrio termodinâmico a exigência de uma solução auto-consistente para um sistema autogravitante leva a resultados fisicamente inaceitáveis, de modo que um sistema estelar com um número finito de estrelas não pode relaxar a uma distribuição de velocidades característica do equilíbrio termodinâmico. Esta pode ser a razão da existência de buracos negros no interior das galáxias. Portanto, a análise rigorosa dos sistemas estelares dinâmicos é mais complexa do que pode ser tratado neste texto. Uma discussão deste problema pode ser encontrada em Choudhuri (2010, capítulo 7).

► EXEMPLO 8.1 - Fricção dinâmica

Um efeito importante da evolução colisional de sistemas dinâmicos é a chamada *fricção dinâmica*, que pode ser entendida a partir de conceitos simples. Para que uma estrela penetre o poço de potencial no centro de um sistema estelar, ela deve perder parte de sua energia cinética por algum processo friccional. Uma vez que colisões reais entre estrelas são improváveis, outro processo foi proposto inicialmente por Chandrasekhar (1943), segundo o qual a estrela sofre um arraste, ou fricção dinâmica, ao mover-se no conjunto das estrelas do sistema. Isto pode ser ilustrado pela figura 8.3.

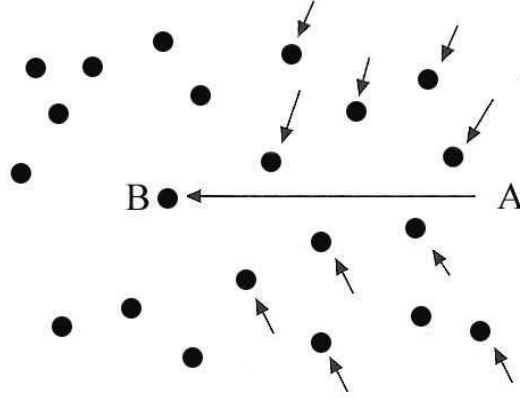


Figura 8.3 - Fricção dinâmica.

Uma estrela movendo-se de A para B atrai as estrelas próximas mais fortemente que as estrelas mais distantes. Assim, a densidade de estrelas ao longo da trajetória AB deve ser um pouco maior que nas regiões mais à frente, além do ponto B. Portanto, ao mover-se de A para B, a estrela sofre uma atração gravitacional mais intensa que tende a interromper seu movimento, o que constitui a *fricção dinâmica*.

8.3 O TEOREMA DO VIRIAL NA DINÂMICA ESTELAR

Vamos considerar agora o teorema do virial para descrever estatisticamente o comportamento dinâmico de um sistema composto por muitas partículas, ou seja, não vamos considerar partículas individuais, mas valores adequados para descrever o comportamento médio do sistema de partículas (cf. Harwit 2006). Para isso, vamos considerar um sistema composto por partículas de massa m_i situadas na posição $\vec{r}_i$ e sob a ação da força $\vec{F}_i$. A força pode ser escrita como

$$\vec{F}_i = \frac{d\vec{p}_i}{dt} = \dot{\vec{p}}_i \quad (8.1)$$

onde $\vec{p}_i$ é a quantidade de movimento da partícula i . A energia cinética E_c do sistema é

$$E_c = \frac{1}{2} \sum_i m_i \vec{v}_i \cdot \vec{v}_i = \frac{1}{2} \sum_i \vec{p}_i \cdot \dot{\vec{r}}_i \quad (8.2)$$

podemos então escrever a relação

$$\frac{d}{dt} \sum_i \vec{p}_i \cdot \vec{r}_i = \sum_i \vec{p}_i \cdot \dot{\vec{r}}_i + \sum_i \dot{\vec{p}}_i \cdot \vec{r}_i = 2 E_c + \sum_i \vec{F}_i \cdot \vec{r}_i \quad (8.3)$$

Vamos tomar as médias de ambos os membros de (8.3) em uma escala de tempo τ

$$\frac{1}{\tau} \int_0^\tau \left[\frac{d}{dt} \sum_i \vec{p}_i \cdot \vec{r}_i \right] dt = \langle 2 E_c + \sum_i \vec{F}_i \cdot \vec{r}_i \rangle \quad (8.4)$$

Vamos admitir que o sistema é isolado e estável, isto é, todos os seus membros permanecem indefinidamente membros do sistema, de modo que o vetor de posição $\vec{r}_i$ é sempre finito. Da mesma forma, $\vec{p}_i$ também é sempre finito, pois a energia total do sistema é finita. Portanto, a somatória $\sum \vec{p}_i \cdot \vec{r}_i$ é finita, assim como a integral em (8.4). Nesta equação o primeiro membro é uma quantidade finita dividida pela escala de tempo τ , que pode ser tão grande quanto se queira, ou seja, $\tau \rightarrow \infty$, de modo que o primeiro membro de (8.4) tende a zero. Nesse caso, podemos escrever

$$\langle 2 E_c + \sum_i \vec{F}_i \cdot \vec{r}_i \rangle = 2 \langle E_c \rangle + \langle \sum_i \vec{F}_i \cdot \vec{r}_i \rangle = 0 \quad (8.5)$$

O “virial”, ou “virial de Claussius” é definido como a metade do segundo termo do segundo membro desta equação, ou seja, $(1/2) \langle \sum_i \vec{F}_i \cdot \vec{r}_i \rangle$. Podemos considerar a força como derivável de um potencial

$$\vec{F}_i = -\vec{\nabla} E_p(\vec{r}_i) \quad (8.6)$$

onde $E_p(\vec{r}_i)$ é a energia potencial da massa m_i na posição $\vec{r}_i$. A equação (8.5) pode então ser escrita

$$2 \bar{E}_c + \langle - \sum_i \vec{\nabla} E_p(\vec{r}_i) \cdot \vec{r}_i \rangle = 2 \bar{E}_c - \langle \sum_i \vec{\nabla} E_p(\vec{r}_i) \cdot \vec{r}_i \rangle = 0 \quad (8.7)$$

onde usamos a notação $\bar{E}_c$ para a energia cinética média. Para uma lei do tipo $F \propto r^{-2}$, temos que $E_p \propto r^{-1}$ e o vetor gradiente da energia potencial $\vec{\nabla} E_p$ é paralelo ao vetor de posição $\vec{r}_i$, de modo que

$$\sum_i \vec{\nabla} E_p(\vec{r}_i) \cdot \vec{r}_i = \sum_i \frac{\partial E_p(\vec{r}_i)}{\partial r_i} \vec{r}_i = - \sum_i \left[\frac{E_p(r_i)}{r_i} \right] r_i = - \sum_i E_p(r_i) \quad (8.8)$$

chamando agora E_p a energia potencial total, tal que

$$E_p = \sum_i E_p(r_i) \quad (8.9)$$

$$\bar{E}_p = \langle \sum_i E_p(r_i) \rangle \quad (8.10)$$

podemos escrever, de (8.7)-(8.8)

$$2\bar{E}_c + \bar{E}_p = 0 \quad (8.11)$$

que é a expressão do teorema do virial para um sistema de partículas, com aplicações importantes na Mecânica, Mecânica Estatística e Teoria Cinética dos Gases, como por exemplo na derivação da equação de estado de gases perfeitos e reais. Vemos que a forma do teorema do virial para a dinâmica estelar, equação (8.11), é idêntica à forma deste teorema para a estrutura estelar, dada pela equação (6.6), onde a energia térmica substitui a energia cinética. Como a energia térmica é essencialmente a energia cinética das partículas do gás nas estrelas, vemos que as duas relações têm basicamente o mesmo significado. Uma dedução equivalente pode ser encontrada em Choudhuri (2010, seção 7.2), onde se mostra que, para um sistema de partículas em estado estacionário, existe uma relação entre a energia potencial gravitacional total $\bar{E}_p$ e a energia cinética total $\bar{E}_c$ do sistema dada por 8.11. Esta relação é válida tanto para sistemas colisionalmente relaxados ou não relaxados, desde que estejam ligados gravitacionalmente em um estado estacionário, isto é, suas dimensões não sofrem modificações com o tempo.

► EXEMPLO 8.2 - O teorema do virial e a massa dos aglomerados estelares

Vamos considerar uma aplicação do teorema do virial a um aglomerado estelar. Seja N o número de estrelas de massa m em um aglomerado. O número de pares de estrelas do sistema é

$$N_p = \frac{N(N-1)}{2} \simeq \frac{N^2}{2} \quad (8.12)$$

A energia potencial gravitacional dos pares de estrelas do sistema é

$$\bar{E}_p \simeq -\frac{G m^2}{R} N_p \quad (8.13)$$

onde $\bar{R}$ é a distância média entre as estrelas do par, tal que $\bar{R} \simeq R$, onde R é o raio do aglomerado. A energia cinética média total do aglomerado é

$$\bar{E}_c \simeq \frac{1}{2} N m \bar{v}^2 \quad (8.14)$$

onde $\bar{v}^2$ é a velocidade quadrática média das estrelas do aglomerado. Usando (8.11)-(8.14) obtemos

$$N m \bar{v}^2 \simeq \frac{N^2 G m^2}{2 R} \quad (8.15)$$

de modo que

$$\bar{v}^2 \simeq \frac{N G m}{2 R} \simeq \frac{G M}{2 R} \quad (8.16)$$

onde $M \simeq N m$ é a massa total do aglomerado. Esta massa pode ser obtida de (8.16) conhecendo (i) a dispersão de velocidades das estrelas do aglomerado, geralmente por meio da aplicação do efeito Doppler em linhas espectrais, e (ii) o tamanho do aglomerado, que pode ser obtido a partir de sua distância e de suas dimensões angulares.



Figura 8.4 - O aglomerados globular M13, NGC 6205 em Hercules.

Como exemplo, vamos considerar o aglomerado globular M13 = NGC 6205 em Hercules (figura 8.4). Este aglomerado tem um tempo de relaxação médio da ordem de 1 Gano, bem abaixo da idade da Galáxia. A dispersão de velocidades é da ordem de $v \simeq 8 \text{ km/s}$, e o aglomerado está a uma distância de 8 kpc, com um diâmetro angular $\phi = 8$ minutos de arco.

O raio do aglomerado é aproximadamente $R = (\phi/2) d$, ou

$$R \simeq \left(\frac{4}{60} \frac{\pi}{180} \right) (8 \times 10^3 \times 3.09 \times 10^{18}) \simeq 2.9 \times 10^{19} \text{ cm} = 9.3 \text{ pc}$$

aplicando a equação (8.16) obtemos para a massa total do aglomerado

$$M \simeq \frac{2 R \bar{v}^2}{G} \simeq \frac{(2) (2.9 \times 10^{19}) (8 \times 10^5)^2}{6.67 \times 10^{-8}} \simeq 5.6 \times 10^{38} \text{ g} = 2.8 \times 10^5 M_{\odot}$$

Podemos agora inverter o raciocínio e considerar o aglomerado com raio 9.3 pc e massa $2.8 \times 10^5 M_{\odot}$. Se sua dispersão de velocidade fosse menor que cerca de 8 km/s, a gravidade dominaria e o aglomerado iria encolher. Com isto, a energia potencial gravitacional diminuiria, aumentando a energia cinética das estrelas do aglomerado. Assim, a dispersão de velocidade aumentaria, até atingir o valor de 8 km/s suficiente para satisfazer a equação (8.16) e interromper a contração. Vemos que a aplicação desta equação só produz resultados corretos se o sistema estiver ligado gravitacionalmente, ou seja, virializado.

► EXEMPLO 8.3 - O teorema do virial e a massa dos aglomerados de galáxias

Aglomerados ricos em galáxias têm tipicamente algumas centenas de galáxias, e dimensões da ordem de 1–3 Mpc, como no caso do Aglomerado de Hydra (figura 8.5). Podemos estimar a massa dinâmica de um aglomerado de galáxias e a massa média das galáxias do aglomerado a partir do teorema do virial (ver por exemplo Schneider 2006).

Vamos admitir que o aglomerado é gravitacionalmente isolado e estável, ou seja, está em equilíbrio dinâmico. A primeira hipótese implica na ausência de massas invisíveis, por exemplo na forma de matéria intergaláctica, galáxias anãs invisíveis, poeira, etc. Os aglomerados são ligados gravitacionalmente, pois a escala de tempo dinâmica dos aglomerados, definida como o tempo médio para que uma galáxia possa cruzar todo o aglomerado (também chamado “tempo de cruzamento”, é menor que a idade do Universo. Se os aglomerados não fossem ligados, eles teriam sido dissolvidos em uma escala de tempo da ordem da escala de tempo dinâmica.



Figura 8.5 - O Aglomerado de Hydra.

Os aglomerados ricos têm dimensões típicas de 2 Mpc, e as velocidades típicas das galáxias são da ordem de 1000 km/s. Portanto, a escala de tempo desses aglomerados pode ser estimada por $\tau \sim 2 \times 10^9$ anos, menor que a idade estimada para o Universo, que é da ordem de 14 Gano.

A energia cinética média $\bar{E}_c$ do aglomerado depende das massas e velocidades das galáxias que compõem o aglomerado

$$\bar{E}_c \simeq \frac{1}{2} M \sigma_v^2 \quad (8.17)$$

onde M é agora a massa total do aglomerado e σ_v^2 é a dispersão da velocidade quadrática média das galáxias componentes. A energia potencial média $\bar{E}_p$ depende das massas e posições das galáxias

$$\bar{E}_p \simeq -\frac{G M^2}{R} \quad (8.18)$$

onde R é o raio gravitacional do aglomerado. As posições e dispersões das velocidades radiais dos objetos do aglomerado podem ser obtidas a partir das observações, de modo que a massa total do aglomerado pode ser obtida aplicando o teorema do virial (8.11), ou seja

$$M \sigma_v^2 \simeq \frac{G M^2}{R} \quad (8.19)$$

$$M \simeq \frac{\sigma_v^2 R}{G} \quad (8.20)$$

Considerando o número N de galáxias do aglomerado, a massa média dessas galáxias pode ser obtida por

$$m \simeq \frac{M}{N} \simeq \frac{\sigma_v^2 R}{N G} \quad (8.21)$$

As dispersões de velocidades dos aglomerados ricos são tipicamente de 400–1400 km/s, e seus raios gravitacionais são da ordem de 1–3 Mpc. Com $\sigma_v \simeq 1000$ km/s e $R \simeq 2$ Mpc, as massas totais dos aglomerados são da ordem de $M \simeq 9.3 \times 10^{47} \text{ g} \simeq 4.7 \times 10^{14} M_\odot$. Se o aglomerado tiver cerca de $N \simeq 100$ galáxias, a massa média de cada uma delas será $m \simeq M/N \simeq 4.7 \times 10^{12} M_\odot$.

8.4 RELAXAÇÃO COLISIONAL

Uma determinação rigorosa do tempo de relaxação em sistemas estelares pode ser encontrada em Binney e Tremaine (2008, capítulo 4). Vamos aqui obter uma estimativa simples desta escala de tempo, considerando um sistema estelar (galáxia ou aglomerado) contendo n estrelas por unidade de volume, cada uma delas com massa m , movendo-se com velocidade v (cf. Choudhuri 2010, capítulo 7).

Cada estrela move-se segundo o campo gravitacional produzido pelas demais estrelas. Se houver uma outra estrela suficientemente próxima, a órbita da estrela considerada sofrerá uma deflexão causada pelo campo gravitacional da estrela vizinha, o que constitui uma “colisão”, embora as estrelas sejam pequenas em relação às distâncias de separação entre elas para haver realmente uma colisão, como no caso de bolas de bilhar. Considerando que uma estrela 1 de massa m e velocidade v tem quantidade de movimento $p = m v$, podemos considerar que uma outra estrela 2 está suficientemente próxima para haver uma “colisão” quando sua distância até a trajetória original da estrela 1 seja

igual ou menor a uma certa escala de distância b , tal que a deflexão causada na estrela 1 produza uma modificação na sua quantidade de movimento dada por $\Delta p \simeq m v$, ou seja, a variação na quantidade de movimento da estrela 1 deve ser da ordem da sua quantidade de movimento original.

Quando as duas estrelas estão próximas, a uma distância b uma da outra, a força gravitacional entre elas é da ordem de $G m^2 / b^2$. Esta força atua por um intervalo de tempo da ordem de b/v . Portanto, a variação da quantidade de movimento da estrela 1 deve ser aproximadamente

$$\Delta p \simeq \frac{G m^2}{b^2} \frac{b}{v} = \frac{G m^2}{b v} \quad (8.22)$$

como devemos ter $\Delta p \simeq m v$, obtemos

$$\frac{G m^2}{b v} \simeq m v \quad (8.23)$$

ou seja, a distância limite para haver colisões deve ser

$$b \simeq \frac{G m^2}{m v^2} \simeq \frac{G m}{v^2} \quad (8.24)$$

Movendo-se à velocidade v , a estrela 1 varre um volume dado por $\pi b^2 v$ por unidade de tempo. Havendo n estrelas por unidade de volume, o número total de colisões por unidade de tempo é $n \pi b^2 v$, de modo que o tempo médio entre as colisões é o inverso deste valor, ou seja

$$t_r \simeq \frac{1}{n \pi b^2 v} \quad (8.25)$$

Esta escala de tempo caracteriza uma modificação na distribuição de velocidades original, ou seja, t_r é essencialmente o *tempo de relaxação colisional* procurado. Considerando (8.24), temos

$$t_r \simeq \frac{1}{n \pi b^2 v} \simeq \frac{v^4}{n \pi v G^2 m^2} \simeq \frac{v^3}{\pi G^2 n m^2} \quad (8.26)$$

Para obter estimativas numéricas, vamos considerar $m = M_\odot$, medir v em km/s, n em parsec^{-3} e t_r em anos. Obtemos então

$$t_r \simeq 1.7 \times 10^{10} \frac{v^3}{n} \quad (8.27)$$

► EXEMPLO 8.4 - O tempo de relaxação para a Galáxia

Vamos considerar alguns exemplos de sistemas estelares e estimar o tempo de relaxação usando a expressão simplificada (8.27). Para a nossa Galáxia, temos velocidades aproximadamente de $v \simeq 100$ km/s, da ordem das velocidades de rotação no disco galáctico. Tomando $N \simeq 200 \times 10^9$ estrelas concentradas no disco espesso, com raio $R \simeq 30$ kpc e altura $h \simeq 1$ kpc, temos

$$V \simeq \pi R^2 h \simeq 8.3 \times 10^{67} \text{ cm}^3$$

$$n \simeq \frac{N}{V} \simeq 2.4 \times 10^{-57} \text{ cm}^{-3} \simeq 0.07 \text{ pc}^{-3} \simeq 0.1 \text{ pc}^{-3}$$

Com $v \simeq 100$ km/s e $n \simeq 0.1 \text{ pc}^{-3}$ em (8.27) obtemos $t_r \simeq 1.7 \times 10^{17}$ ano. Vemos que esta escala é muito mais longa que a idade da Galáxia, estimada em 14 Gano. Portanto, nosso sistema estelar não é um sistema relaxado colisionalmente.

► EXEMPLO 8.5 - O tempo de relaxação para aglomerados abertos

Vamos agora considerar um aglomerado aberto como M11 (figura 8.6). O aglomerado tem cerca de 7000 estrelas, e seu raio é de aproximadamente $R \simeq 3$ pc, de modo que

$$n \simeq \frac{N}{4R^3} \simeq \frac{7000}{(4)(27)} \simeq 65 \text{ pc}^{-3} \quad (8.28)$$

adotando velocidades $v \simeq 1.2$ km/s, temos de (8.27)

$$t_r \simeq 1.7 \times 10^{10} \frac{(1.2)^3}{65} \simeq 4.5 \times 10^8 \text{ ano}$$

Esta escala é menor que a idade da Galáxia, de modo que um aglomerado com estas condições pode estar relaxado. Para um aglomerado com $v \simeq 0.5$ km/s e $n \simeq 1.0 \text{ pc}^{-3}$, temos $t_r \simeq 10^9$ ano.



Figura 8.6 - O Aglomerado aberto M11 (NGC 6705).

► EXEMPLO 8.6 - O tempo de relaxação para aglomerados globulares

Para um aglomerado globular típico, temos $v \simeq 10 \text{ km/s}$ e $n \simeq 10^3 \text{ pc}^{-3}$, de modo que o tempo de relaxação é $t_r \simeq 1.7 \times 10^{10} \text{ ano}$. Assim, o aglomerado poderá estar relaxado, pelo menos parcialmente. A tabela 8.1 mostra os tempos de relaxação estimados para diversos aglomerados globulares usando um procedimento mais rigoroso que o delineado acima. Esses tempos foram estimados na posição R_h , onde metade da massa do aglomerado está contida (Cox 2000).

Nome	$\log t_r \text{ (ano)}$
NGC 104	9.24
NGC 288	8.99
NGC 362	8.43
NGC 2419	10.28
NGC 2298	8.36
NGC 5272	9.02

Tabela 8.1 - Tempos de relaxação para aglomerados globulares.

8.5 TEMPO DE CRUZAMENTO E TEMPO DE RELAXAÇÃO

Vamos considerar uma estrela de massa m movendo-se com velocidade v em um sistema estelar de raio R contendo N estrelas. Podemos definir o *tempo de cruzamento* por

$$t_c \simeq \frac{R}{v} \quad (8.29)$$

usando (8.26), temos

$$\frac{t_r}{t_c} \simeq \frac{v^3}{\pi G^2 n m^2} \frac{v}{R} \simeq \frac{v^4}{\pi G^2 n m^2 R} \quad (8.30)$$

Se o sistema estiver virializado, podemos usar uma relação como (8.16), ou seja,

$$v^2 \simeq \frac{G M}{R} \simeq \frac{G N m}{R} \quad (8.31)$$

De (8.30) e (8.31)

$$\frac{t_r}{t_c} \simeq \left[\frac{G^2 N^2 m^2}{R^2} \right] \left[\frac{1}{\pi G^2 n m^2 R} \right] \simeq \frac{N^2}{\pi n R^3} \quad (8.32)$$

em ordem de grandeza

$$N \simeq n \pi R^3 \quad (8.33)$$

temos então

$$\frac{t_r}{t_c} \simeq N \quad (8.34)$$

Isto é, em um sistema estelar virializado com N estrelas, o tempo de relaxação colisional é cerca de N vezes maior que o tempo de cruzamento para uma estrela típica do sistema. Por exemplo, no caso do aglomerado globular do Exemplo 8.6, temos $v \simeq 10$ km/s e $t_r \simeq 1.7 \times 10^{10}$ ano. Podemos obter uma densidade $n \simeq 10^3 \text{ pc}^{-3}$ com $N \simeq 10^5$ em um raio R dado por

$$R \simeq \left(\frac{N}{4n} \right)^{1/3} \simeq \left[\frac{10^5}{(4)(10^3)} \right]^{1/3} \simeq 2.9 \text{ pc}$$

portanto

$$t_c \simeq \frac{R}{v} \simeq \frac{(2.9)(3.09 \times 10^{18})}{(10)(10^5)(3.16 \times 10^7)} \simeq 2.9 \times 10^5 \text{ ano}$$

de modo que $t_r/t_c \simeq 1.7 \times 10^{10}/2.9 \times 10^5 \simeq 5.9 \times 10^4$, cerca de 70% abaixo do valor considerado, $N \simeq 10^5$, um resultado razoável, considerando que a expressão (8.34) é aproximada.

► EXEMPLO 8.7 - Aglomerado globular virializado

Vamos considerar um aglomerado globular esférico com $N = 2 \times 10^5$ estrelas com massa $m = 1 M_\odot$. A velocidade média das estrelas do aglomerado é $v \simeq 10 \text{ km/s}$. Admitindo que o aglomerado está em equilíbrio (virializado) podemos estimar seu raio. Usando o teorema do virial na forma $2 E_c = -E_p$ temos

$$E_c \simeq \frac{1}{2} N m v^2 \simeq \frac{1}{2} M v^2 \quad (8.35)$$

$$E_p \simeq -\frac{G M^2}{R} \simeq -\frac{G N^2 m^2}{R} \quad (8.36)$$

ou seja

$$N m v^2 \simeq \frac{G N^2 m^2}{R} \quad (8.37)$$

$$R \simeq \frac{G N m}{v^2} \simeq 8.6 \text{ pc} \simeq 2.7 \times 10^{19} \text{ cm} \quad (8.38)$$

O tempo médio de cruzamento das estrelas do aglomerado é

$$t_c \simeq \frac{R}{v} \simeq 8.4 \times 10^5 \text{ ano} \simeq 2.7 \times 10^{13} \text{ s} \quad (8.39)$$

► EXEMPLO 8.8 - Tempo para colisão entre duas estrelas

Vamos estimar o tempo médio necessário para uma colisão entre duas estrelas do disco galáctico. Podemos considerar o disco como um cilindro com raio $R_d = 30 \text{ kpc}$ e altura $h_d = 1 \text{ kpc}$, contendo $N = 2 \times 10^{11}$ estrelas. As estrelas têm raios iguais ao do Sol, $R = R_\odot = 6.96 \times 10^{10} \text{ cm}$ e sua dispersão de velocidades é $v \simeq 10 \text{ km/s}$. A escala de tempo de colisão é

$$\tau_c \simeq \frac{\lambda}{v} \quad (8.40)$$

onde λ é a distância média percorrida pela estrela

$$\lambda \simeq \frac{1}{n\sigma} \simeq \frac{V}{N\pi R_\odot^2} \quad (8.41)$$

$$\tau_c \simeq \frac{V}{N\pi R_\odot^2 v} \simeq \frac{R_d^2 h_d}{N R_\odot^2 v} \simeq 2.7 \times 10^{28} \text{ s} \simeq 8.7 \times 10^{11} \text{ Gano} \quad (8.42)$$

onde adotamos $\sigma \simeq \pi R_\odot^2$, mas o raio efetivo para colisões deve ser maior que este valor, de modo que τ_c está superestimada. A idade do disco é de aproximadamente $\tau_d \simeq 13 \text{ Gano}$. Comparando o valor obtido com esta escala de tempo vemos que $\tau_c \gg \tau_d$, e assim não há colisões.

8.6 A EQUAÇÃO DE TRANSPORTE DE BOLTZMANN

8.6.1 A EQUAÇÃO DE BOLTZMANN NA AUSÊNCIA DE COLISÕES

Vamos considerar a equação de transporte de Boltzmann em sua forma mais simples, na ausência de colisões. Veremos que esta equação é um caso especial do teorema de Liouville, que analisamos na seção 7.3. Nesta seção vamos adotar o tratamento dado por Reif (1965, capítulo 13).

A teoria dos processos de transporte supõe que seja conhecida a função de distribuição das partículas do sistema, $f(\vec{r}, \vec{v}, t)$, tal que $f(\vec{r}, \vec{v}, t) d^3\vec{r} d^3\vec{v}$ represente o número médio de partículas localizadas entre $\vec{r}$ e $\vec{r} + d\vec{r}$, com velocidades entre $\vec{v}$ e $\vec{v} + d\vec{v}$, no tempo t . Esta função dá uma descrição completa do estado macroscópico do gás, de modo que qualquer problema de transporte possa ser resolvido a partir do conhecimento desta função. Vamos admitir que cada partícula de massa m esteja sob a ação de uma força $\vec{F}(\vec{r}, t)$, a qual não depende da velocidade das partículas. Esta força pode ser, por exemplo, de origem gravitacional ou devida a campos elétricos. Vamos também desprezar as colisões ou outras interações que poderiam ocorrer entre as partículas do gás. Vamos considerar as partículas que, no tempo t , têm posições e velocidades nos intervalos $(\vec{r}, \vec{r} + d\vec{r})$ e $(\vec{v}, \vec{v} + d\vec{v})$, respectivamente, ou seja, no intervalo designado por $d^3\vec{r} d^3\vec{v}$. Em um tempo $t' = t + dt$ após um intervalo de tempo dt , as posições e velocidades das partículas seriam $\vec{r}' = \vec{r} + \dot{\vec{r}} dt = \vec{r} + \vec{v} dt$ e $\vec{v}' = \vec{v} + \dot{\vec{v}} dt = \vec{v} + \vec{F}/m dt$. Na ausência de colisões, temos

$$f(\vec{r}', \vec{v}', t') d^3\vec{r}' d^3\vec{v}' = f(\vec{r}, \vec{v}, t) d^3\vec{r} d^3\vec{v} \quad (8.43)$$

Nas condições admitidas, os elementos de volume são essencialmente os mesmos, em uma primeira aproximação $d^3\vec{r}' d^3\vec{v}' = d^3\vec{r} d^3\vec{v}$, portanto, temos

$$f(\vec{r}', \vec{v}', t') = f(\vec{r}, \vec{v}, t) \quad (8.44)$$

$$f(\vec{r} + \dot{\vec{r}} dt, \vec{v} + \dot{\vec{v}} dt, t + dt) - f(\vec{r}, \vec{v}, t) = 0 \quad (8.45)$$

Usando derivadas parciais em um sistema de coordenadas cartesianas x, y, z , temos

$$\left[\left(\frac{\partial f}{\partial x} \dot{x} + \frac{\partial f}{\partial y} \dot{y} + \frac{\partial f}{\partial z} \dot{z} \right) + \left(\frac{\partial f}{\partial v_x} \dot{v}_x + \frac{\partial f}{\partial v_y} \dot{v}_y + \frac{\partial f}{\partial v_z} \dot{v}_z \right) + \frac{\partial f}{\partial t} \right] dt = 0 \quad (8.46)$$

que pode ser escrita

$$\frac{\partial f}{\partial t} + \dot{\vec{r}} \cdot \frac{\partial f}{\partial \vec{r}} + \dot{\vec{v}} \cdot \frac{\partial f}{\partial \vec{v}} = 0 \quad (8.47)$$

$$\frac{\partial f}{\partial t} + \vec{v} \cdot \frac{\partial f}{\partial \vec{r}} + \frac{\vec{F}}{m} \cdot \frac{\partial f}{\partial \vec{v}} = 0 \quad (8.48)$$

Os termos $\partial f / \partial \vec{r}$ e $\partial f / \partial \vec{v}$ denotam os gradientes com relação a $\vec{r}$ e $\vec{v}$, respectivamente. As relações (8.45)–(8.48) são formas da *Equação de transporte de Boltzmann na ausência de colisões*, também chamada Equação de Vlasov na física de plasmas, mostrando que a função de distribuição f permanece inalterada ao longo de uma trajetória no espaço de fase. Vemos que esta equação representa um caso particular do teorema de Liouville. De fato, ela pode ser obtida usando o mesmo procedimento da seção 7.3 para obter o teorema de Liouville (ver Reif 1965, capítulo 13).

► **EXEMPLO 8.9** - A equação de Boltzmann na presença de um campo magnético

Na presença de um campo magnético, as forças têm uma dependência com a velocidade; por exemplo, a força de Lorentz pode ser escrita como $F_L = (q/c) \vec{v} \times \vec{B}$, onde q denota a carga elétrica da partícula e $\vec{B}$ a intensidade do campo. Para generalizar a equação de Boltzmann na ausência de colisões para incluir essas forças, podemos introduzir uma função de distribuição $f'(\vec{r}, \vec{p}, t)$,

envolvendo a quantidade de movimento $\vec{p}$ das partículas, em vez de sua velocidade. Pelo teorema de Liouville, a função f deve satisfazer a equação

$$\frac{\partial f'}{\partial t} + \dot{\vec{r}} \cdot \frac{\partial f'}{\partial \vec{r}} + \dot{\vec{p}} \cdot \frac{\partial f'}{\partial \vec{p}} = 0 \quad (8.49)$$

onde definimos a quantidade de movimento como

$$\vec{p} = m \vec{v} + \frac{q}{c} \vec{A} \quad (8.50)$$

em termos de um potencial vetor $\vec{A}$.

8.6.2 A EQUAÇÃO DE BOLTZMANN COM COLISÕES

Vamos relaxar a hipótese de ausência de colisões, em que a equação de Boltzmann tem a forma (8.45)–(8.48). Vamos considerar novamente as partículas que, no tempo t , têm posições e velocidades no intervalo $d^3\vec{r} d^3\vec{v}$ em torno de $\vec{r}$ e $\vec{v}$. Em um intervalo de tempo dt após o tempo t , se não houver colisões, as partículas irão se mover sob a ação das forças externas aplicadas, alcançando uma posição no entorno de $\vec{r}' = \vec{r} + \dot{\vec{r}} dt$ e $\vec{v}' = \vec{v} + \dot{\vec{v}} dt$ (eq. 8.43). Levando em conta as colisões, o número de partículas no intervalo considerado de posição e velocidade é também afetado pelas colisões, pois algumas partículas fora deste intervalo podem ser lançadas nele pelas colisões, e partículas do intervalo podem ser retiradas dele pelas colisões. Seja $D_c f d^3\vec{r} d^3\vec{v}$ o aumento do número de partículas no intervalo $d^3\vec{r} d^3\vec{v}$ por unidade de tempo devido a esse processo. Nesse caso, o número de partículas após $t + dt$ deve ser igual ao número das partículas que se deslocaram para o novo intervalo pela ação da força externa somado ao número líquido de partículas que o fizeram devido às colisões. Portanto

$$f(\vec{r} + \dot{\vec{r}} dt, \vec{v} + \dot{\vec{v}} dt, t + dt) d^3\vec{r}' d^3\vec{v}' = f(\vec{r}, \vec{v}, t) d^3\vec{r} d^3\vec{v} + D_c f d^3\vec{r} d^3\vec{v} dt \quad (8.51)$$

Os elementos de volume das duas situações devem ser os mesmos, e

$$\frac{\partial f}{\partial t} + \vec{v} \cdot \frac{\partial f}{\partial \vec{r}} + \frac{\vec{F}}{m} \cdot \frac{\partial f}{\partial \vec{v}} = D_c f \quad (8.52)$$

que é a equação de Boltzmann na presença de colisões, que pode ser comparada com a equação (8.48). Naturalmente, a forma explícita desta equação é muito mais complexa, pois a expressão para $D_c f$ deve incluir as integrais envolvendo a função f que descrevem como as moléculas entram ou saem do intervalo considerado devido às colisões.

► **EXEMPLO 8.10** - A equação de Boltzmann na aproximação do tempo de relaxação

Vamos considerar o caso simples em que o efeito das colisões é o de restaurar uma situação de equilíbrio local preexistente, caracterizada pela função de distribuição $f^o(\vec{r}, \vec{v}, t)$. Vamos admitir que, uma vez estabelecida uma nova função de distribuição $f(\vec{r}, \vec{v}, t)$, as colisões tendem a restaurar a distribuição original de equilíbrio $f^o(\vec{r}, \vec{v}, t)$ exponencialmente em uma escala de tempo de relaxação τ , da ordem do tempo médio entre as colisões. Nesse caso temos

$$D_c f = -\frac{f - f^o}{\tau} \quad (8.53)$$

Se $f = f^o$, temos $D_c f = 0$, e caímos no caso anterior, sem colisões. Substituindo (8.53) em (8.52), temos

$$\frac{\partial f}{\partial t} + \vec{v} \cdot \frac{\partial f}{\partial \vec{r}} + \frac{\vec{F}}{m} \cdot \frac{\partial f}{\partial \vec{v}} = -\frac{f - f^o}{\tau} \quad (8.54)$$

que é a equação de Boltzmann na presença de colisões com a aproximação do tempo de relaxação.

8.7 EQUAÇÃO DE BOLTZMANN EM SISTEMAS ESTELARES

Na seção anterior analisamos a equação de Boltzmann na ausência de colisões, obtendo as expressões (8.47) ou (8.48). No caso de um sistema estelar composto de partículas (estrelas) idênticas, com a mesma massa, caracterizadas pelos vetores de posição $\mathbf{x}$ e velocidade $\mathbf{v}$, com uma função de distribuição $f(\mathbf{x}, \mathbf{v})$, podemos escrever, de (8.47)

$$\frac{\partial f}{\partial t} + \sum_i \dot{x}_i \frac{\partial f}{\partial x_i} + \sum_i \dot{v}_i \frac{\partial f}{\partial v_i} = 0 \quad (8.55)$$

que é novamente a equação de Boltzmann na ausência de colisões, válida se a dinâmica no espaço de fase pode ser obtida a partir de uma Hamiltoniana da forma $\mathcal{H}(\mathbf{x}, \mathbf{v})$. Isto acontece se as estrelas movem-se ao longo de um campo gravitacional “suave”, produzido pelo conjunto das demais estrelas, isto é, se não são afetadas por colisões que alteram significativamente a Hamiltoniana do sistema. Se isto não for verdadeiro, o segundo termo de (8.55) será diferente de zero.

► EXEMPLO 8.11 - A equação de Boltzmann em coordenadas cilíndricas

Vamos obter a equação de Boltzmann sem colisões (8.55) em um sistema de coordenadas cilíndricas (figura 8.7), aplicável, por exemplo, a uma galáxia de disco como a nossa. Definindo $\Pi = \dot{r}$, $\Theta = r \dot{\theta}$, $Z = \dot{z}$, temos de (8.55)

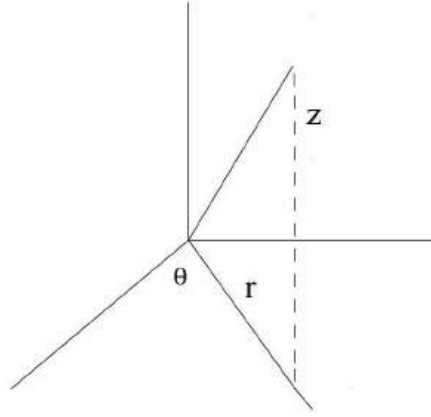


Figura 8.7 - Coordenadas cilíndricas.

$$\frac{\partial f}{\partial t} + \Pi \frac{\partial f}{\partial r} + \frac{\Theta}{r} \frac{\partial f}{\partial \theta} + Z \frac{\partial f}{\partial z} + \dot{\Pi} \frac{\partial f}{\partial \Pi} + \dot{\Theta} \frac{\partial f}{\partial \Theta} + \dot{Z} \frac{\partial f}{\partial Z} = 0 \quad (8.56)$$

levando em conta a Lagrangiana do sistema, esta equação pode ser escrita

$$\begin{aligned} \frac{\partial f}{\partial t} + \Pi \frac{\partial f}{\partial r} + \frac{\Theta}{r} \frac{\partial f}{\partial \theta} + Z \frac{\partial f}{\partial z} + \left(\frac{\Theta^2}{r} - \frac{\partial \Phi}{\partial r} \right) \frac{\partial f}{\partial \Pi} - \\ \left(\frac{\Pi \Theta}{r} + \frac{1}{r} \frac{\partial \Phi}{\partial \theta} \right) \frac{\partial f}{\partial \Theta} - \frac{\partial \Phi}{\partial z} \frac{\partial f}{\partial Z} = 0 \end{aligned} \quad (8.57)$$

onde $\Phi(r, \theta, z)$ é o potencial gravitacional do sistema na posição r, θ, z . Uma discussão detalhada da obtenção da equação (8.57) pode ser encontrada em Choudhuri (2010, capítulo 7) e Goldstein et al. (2001). Conhecendo a função de distribuição f podemos obter informações sobre a dinâmica do sistema a partir da equação (8.57), mas precisamos ainda conhecer as condições iniciais, ou alguma constante do movimento, independentes da trajetória. Por exemplo, no caso considerado, essas constantes poderiam ser a energia total E e a componente z da quantidade de movimento angular, L_z , de modo que

a função de distribuição tenha a forma $f(E, L_z)$, que deve satisfazer (8.57). Uma vez que diversas funções de E e L_z podem satisfazer as condições de auto-consistência, esta equação não terá uma solução única.

A equação (8.57) pode também ser aplicada a uma galáxia axisimétrica como a nossa, considerada em estado estacionário. Isto leva a uma simplificação nesta equação, que se reduz às *equações de Jeans*, usadas para analisar o movimento das estrelas na vizinhança solar. Por exemplo, o limite de Oort, que vimos na seção 7.4 como uma aplicação do teorema de Liouville, pode também ser obtido a partir das equações de Jeans. Uma discussão dessas equações com algumas aplicações aos objetos da vizinhança solar pode ser encontrada em Choudhuri (2010, capítulo 7).

EXERCÍCIOS

8.1 Mostre que o teorema do virial pode também ser escrito na forma

$$\bar{E}_c = -\frac{1}{2} \left\langle \sum_i \vec{F}_i \cdot \vec{r}_i \right\rangle$$

8.2 O Aglomerado de Coma Berenice está a uma distância de cerca de 99 Mpc, e seu diâmetro aparente é de cerca de 3 graus. A dispersão de velocidades radiais do aglomerado, dada por $\sigma_v \simeq [(1/M) \sum m_i v_i^2]^{1/2} \simeq 1000$ km/s, onde M é a massa total do aglomerado, m_i a massa das galáxias componentes, e v_i sua velocidade. (a) Estime seu raio em Mpc. (b) Estime a massa total do aglomerado. (c) O aglomerado tem aproximadamente 1000 galáxias. Estime a massa média dessas galáxias.

8.3 Prove a equação (8.27).

8.4 Considere o aglomerado NGC 104, e suponha que ele contenha cerca de 10^5 estrelas em um raio da ordem de $R \simeq 3$ pc. Admitindo que as velocidades das estrelas são da ordem de $v \simeq 5$ km/s, qual seria seu tempo de relaxação? Compare seu resultado com os dados da tabela 8.1.

8.5 O aglomerado aberto Trumpler 37 tem um raio da ordem de 5.7 pc e a dispersão de velocidades das estrelas é de 1.4 km/s. Estime o tempo de cruzamento do aglomerado e sua massa total. Compare seu tempo de cruzamento com o valor mais correto $t_c \simeq 3.5 \times 10^6$ ano e com uma estimativa da idade do aglomerado, $t \simeq 5.0 \times 10^6$ ano.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- BINNEY, J., MERRIFIELD, M. 1998, *Galactic Astronomy*, Princeton University Press
- BINNEY, J., TREMAINE, S. 2008, *Galactic Dynamics*, Princeton University Press
- CARROLL, B. W., OSTLIE, D. A. 2014, *An Introduction to Modern Astrophysics*, Pearson
- CHANDRASEKHAR, S. 1943, *Astrophysical Journal*, 97, 255
- CHOUDHURI, A. R. 2010, *Astrophysics for Physicists*, CUP
- COX, A. N., 2000, *Allen's Astrophysical Quantities*, AIP
- GOLDSTEIN, H., POOLE, C. P., SAFKO, J. L. 2001, *Classical Mechanics*, Addison-Wesley
- HARWIT, M. 2006, *Astrophysical Concepts*, Springer
- LIMA NETO, G. B. 2006, *Introdução à Dinâmica estelar*, IAG/USP
- MIHALAS, D., BINNEY, J. 1981, *Galactic Astronomy*, Freeman
- REIF, F. 1965, *Fundamentals of Statistical and Thermal Physics*, McGraw-Hill (reedição Waveland Press 2008)
- SCHNEIDER, P. 2006, *Extragalactic Astronomy and Cosmology: an Introduction*, Springer

NEBULOSAS E O MEIO INTERESTELAR

9.1 INTRODUÇÃO

Imagens detalhadas da Via Láctea (figura 9.1 mostram características interessantes como a região central brilhante em Sagittarius, e uma faixa escura ao longo do plano, contendo nuvens de gás e poeira interestelar.

Neste capítulo estaremos interessados em algumas propriedades do meio interestelar, em particular na estrutura das nuvens interestelares e das nebulosas ionizadas interestelares, bem como seus processos de aquecimento e resfriamento, ou seja, o transporte de energia envolvendo os diversos componentes.

Partes deste capítulo são discutidas em maiores detalhes em Maciel (2002) e Maciel (2020). Referências básicas sobre a física do meio interestelar e das nebulosas ionizadas incluem Spitzer (1978), Scheffler e Elsässer (1988), Dyson e Williams (1997), Dopita e Sutherland (2003), Lequeux (2004), Tielens (2005), Osterbrock e Ferland (2005), Kwok (2007), e Draine (2011). Textos mais elementares incluem Wynn-Williams (1992) e Carroll e Ostlie (2014).



Figura 9.1 - A Via Láctea.

9.2 NUVENS INTERESTELARES E NEBULOSAS

As estrelas da nossa Galáxia ocupam um volume esférico maior que 10^{68} cm^3 , no qual está imerso um disco achatado com um volume da ordem de 10^{67} cm^3 . O meio interestelar também ocupa este volume, mas a maior parte de sua massa está concentrada em um disco mais fino, como observado em galáxias externas, com volume da ordem de 10^{66} cm^3 e uma espessura da ordem de 300 pc. O material interestelar tem uma distribuição heterogênea e fragmentária. Vastas regiões do disco são preenchidas por um gás difuso, no qual pode-se observar a existência de condensações de muitos tipos diferentes, em particular as *nuvens interestelares*. Algumas destas condensações estão associadas a estrelas jovens e aos braços espirais, mostrando o vínculo entre o meio interestelar e a formação das estrelas. Outras ocorrem nas vizinhanças de estrelas evoluídas, tanto estrelas de massa intermediária como as de grande massa, indicando o estágio final de sua evolução.

Em nebulosas associadas a estrelas muito quentes ($T_{ef} \gtrsim 25\,000 \text{ K}$), o gás encontra-se fotoionizado, e a nebulosa é uma *nebulosa difusa* ou *região H II* (ver por exemplo a figura 1.1b). Geralmente associadas a regiões H II, mas invisíveis em fotografias ópticas, estão as *nuvens moleculares*, essencialmente nuvens de gás e poeira com densidades relativamente altas ($n \gtrsim 10^4 \text{ cm}^{-3}$) e temperaturas cinéticas relativamente baixas, $T \simeq 10 - 100 \text{ K}$.

Estrelas com massas da ordem de uma massa solar ou pouco mais terminam sua vida após ejetar suas camadas externas. A estrela torna-se uma anã branca e, posteriormente, uma anã negra, e sua antiga atmosfera torna-se

uma *nebulosa planetária* (figura 9.2). As estrelas centrais destas nebulosas são objetos muito quentes ($T_{ef} \gtrsim 30\,000\text{ K}$). Iluminada por ela, a nebulosa é também fotoionizada como no caso de uma região HII, e suas propriedades são semelhantes (Kwok 2000).



Figura 9.2 - Nebulosa Planetária Helix (NGC 7293).

Estrelas com massas maiores do que cerca de 9 massas solares terminam suas vidas ejetando toda ou parte de sua massa, em uma explosão de supernova. O material estelar espalha-se pelo espaço interestelar formando uma nebulosa gasosa brilhante, chamada *resto de supernova*. O gás nesta região é ionizado basicamente pelas colisões entre o material ejetado e o meio interestelar. A emissão da radiação ocorre principalmente por processos não térmicos, como a emissão síncrotron.

O gás interestelar está geralmente associado a uma componente sólida, os *grãos interestelares*. Os grãos interestelares são os principais responsáveis pela polarização da radiação das estrelas, para o que devem apresentar alguma anisotropia e estar alinhados segundo uma direção preferencial. Isto pode ser feito por um *campo magnético*, de modo que os grãos constituem também uma evidência da existência deste campo no meio interestelar. Trata-se de um campo fraco com intensidade $B \sim 10^{-6}$ Gauss, associado ao disco galáctico, interagindo com as demais componentes e com um papel importante na dinâmica do meio interestelar e na formação das estrelas.

A característica mais marcante do meio interestelar é, provavelmente, sua densidade. Embora facilmente observado em grandes distâncias, o material

que preenche o espaço entre as estrelas é extremamente tênue, em comparação com as densidades comuns de laboratório e mesmo com relação a outros objetos astronômicos. Para uma primeira idéia, podemos considerar que o meio interestelar é composto de regiões densas e difusas, além de um meio ainda mais rarefeito permeando estas regiões. Densidades típicas medidas em número de partículas por cm^3 são da ordem de $n \sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$ nas regiões densas e da ordem de $n \sim 10 \text{ cm}^{-3}$ nas nuvens difusas, sendo da ordem de $n \sim 0.1 \text{ cm}^{-3}$ no meio internuvens e ainda mais baixas no gás coronal. Para comparação, a fotosfera solar tem uma densidade típica $n \sim 10^{17} \text{ cm}^{-3}$, enquanto que as atmosferas das estrelas gigantes vermelhas tem densidades da ordem de $n \sim 10^{15} \text{ cm}^{-3}$, e seus envelopes circunstelares são ainda mais diluídos, tipicamente com $n \sim 10^8 \text{ cm}^{-3}$. Em uma comparação mais cotidiana, a água em um copo tem cerca de $n \sim 10^{22} \text{ cm}^{-3}$ e o ar na base da atmosfera terrestre tem $n \sim 10^{19} \text{ cm}^{-3}$.

Portanto, mesmo as regiões interestelares (IS) densas são muitas ordens de grandeza mais diluídas do que as atmosferas típicas das estrelas ou os envelopes extensos em torno de gigantes vermelhas de tipo espectral M (classe de luminosidade III). As nuvens moleculares gigantes podem eventualmente alcançar densidades uma ou duas ordens de grandeza acima do valor indicado, porém em regiões localizadas. O limite inferior é alcançado por um gás coronal, que envolve toda a Galáxia, e não apenas o disco, e cuja densidade se assemelha à do meio intergaláctico (MIG). Note-se que os melhores vácuos obtidos em laboratório correspondem a pressões da ordem de $10^{-9} \text{ Torr} \sim 10^{-12} \text{ atm} \sim 10^{-6} \text{ dina/cm}^2$, ou seja, a densidades de cerca de 10^7 partículas por cm^3 . Assim, um copo de vácuo contém cerca de 2×10^9 partículas, muito mais do que qualquer situação usual no meio interestelar!

► EXEMPLO 9.1 - Densidade e pressão nas nuvens interestelares

Vamos considerar uma nuvem interestelar composta de hidrogênio atômico, com uma densidade de 10 partículas por centímetro cúbico e uma temperatura cinética de 100 K. A densidade da nuvem em g/cm^3 pode ser estimada por

$$\rho \sim n m_H \sim 1.67 \times 10^{-23} \text{ g/cm}^3 \quad (9.1)$$

onde $m_H = 1.67 \times 10^{-24} \text{ g}$ é a massa do átomo de H. A pressão no interior da nuvem pode ser estimada por

$$P \sim n k T \sim 1.38 \times 10^{-13} \text{ din/cm}^2 \sim 1.36 \times 10^{-19} \text{ atm} \quad (9.2)$$

onde k é a constante de Boltzmann. Podemos comparar este resultado com a pressão de um vácuo típico de laboratório,

$$P_v \sim 10^{-5} \text{ din/cm}^2 \sim 10^{-6} \text{ N/m}^2 \sim 10^{-11} \text{ atm} \sim 10^{-6} \text{ Pa} \sim 7.5 \times 10^{-9} \text{ Torr}$$

ou seja, $P/P_v \sim 10^{-8}$ e $P \ll P_v$.

► EXEMPLO 9.2 - Nuvens difusas no disco galáctico

Vamos admitir que as nuvens difusas têm raios $R_n \simeq 5 \text{ pc}$, havendo cerca de $\nu \simeq 5$ nuvens por kpc no disco galáctico. O disco tem um raio $R_d \simeq 15 \text{ kpc}$ e espessura total $h \simeq 300 \text{ pc}$. Nessas condições podemos estimar algumas características das nuvens interestelares, como o número total de nuvens no disco. O volume das nuvens é $V_n \simeq 4/3 \pi R_n^3 \simeq 1.54 \times 10^{58} \text{ cm}^3 \simeq 524 \text{ pc}^3$. O volume do disco é $V_d \simeq \pi R_d^2 h \simeq 6.26 \times 10^{66} \text{ cm}^3 \simeq 2.12 \times 10^{11} \text{ pc}^3$. Considerando $\nu \simeq 5$ nuvens por kpc, temos aproximadamente

$$\nu \simeq \frac{N}{V_d} V_n^{2/3} \quad (9.3)$$

de modo que $N \simeq \nu V_d / V_n^{2/3} \simeq 1.6 \times 10^7$. A fração do volume do disco ocupada, pelas nuvens ou fator de preenchimento é

$$f \simeq \frac{N V_n}{V_d} \simeq 0.04 \quad (9.4)$$

e a separação média das nuvens é dada por

$$r \simeq \left(\frac{V_d}{N} \right)^{1/3} \simeq 24 \text{ pc} \quad (9.5)$$

► EXEMPLO 9.3 - Nuvens difusas e a linha de 21 cm do H

Medidas da linha de 21 cm do hidrogênio em uma certa direção no plano galáctico indicam uma densidade de coluna $N_H = 2 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$. Supondo que o hidrogênio está concentrado em $N \simeq 10$ nuvens idênticas com dimensões $D \simeq 5 \text{ pc}$ cada uma, a densidade volumétrica n_H destas nuvens é

$$n_H \simeq \frac{N_H}{N D} \simeq 1.3 \text{ cm}^{-3} \quad (9.6)$$

Medidas da linha do H em absorção mostram que a temperatura das nuvens é da ordem de $T \simeq 80$ K. Neste caso, a pressão do gás nas nuvens é

$$P \simeq n_H k T \simeq 1.4 \times 10^{-14} \text{ din/cm}^2 \quad (9.7)$$

► EXEMPLO 9.4 - Densidade de massa de H no plano galáctico

Vamos considerar que a densidade de coluna de núcleos de H no plano galáctico tem o valor $N_H \simeq 10 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$. As abundâncias por massa de H, He e elementos pesados nesta região são dadas por $X = 0.704$, $Y = 0.281$ e $Z = 0.015$. Considerando apenas o H, a densidade de massa correspondente Σ_m pode ser estimada por

$$\Sigma_m \simeq N_H m_p \simeq \frac{(10 \times 10^{20}) (1.67 \times 10^{-24}) (3.09 \times 10^{18})^2}{1.99 \times 10^{33}} \simeq 8.0 M_\odot/\text{pc}^2$$

considerando H, He, Z, podemos escrever

$$\Sigma_m \simeq N_H m_p + \Sigma_{He} + \Sigma_Z \quad (9.8)$$

obtendo $\Sigma_{He} \simeq 0.40 N_H m_p$, $\Sigma_Z \simeq 0.02 N_H m_p$. Portanto a densidade de massa é $\Sigma_m \simeq (1 + 0.40 + 0.02) N_H m_p \simeq 1.42 N_H m_p \simeq 11.4 M_\odot/\text{pc}^2$.

► EXEMPLO 9.5 - Nuvens moleculares e formação de estrelas

As nuvens moleculares gigantes (GMC, de *Giant Molecular Clouds*) são verdadeiros “berçários” de estrelas, onde objetos jovens e brilhantes estão imersos em nuvens de gás e poeira. A figura 9.3 mostra a nuvem molecular em Orion no infravermelho, característica de nuvens moleculares associadas com a formação de estrelas.

A complexidade do problema da formação estelar pode ser avaliada pela simples comparação das dimensões e massas das nuvens moleculares e das estrelas. As GMC têm dimensões maiores ou da ordem de 5 pc e massas acima de $10^4 M_\odot$, enquanto que uma estrela tem raios da ordem de 10^{11} cm e massas da ordem da massa solar, isto é, as densidades médias das estrelas são 20 ordens de grandeza maiores do que as das nuvens.



Figura 9.3 - Nuvem molecular Orion A no infravermelho.

As estrelas se formam a partir de nuvens interestelares, por um processo de instabilidade gravitacional que leva à contração da nuvem, até que as regiões centrais atinjam densidades e temperaturas suficientes para a ignição das reações nucleares (ver por exemplo Beech 2019, Ward-Thompson 2015). Para uma nuvem homogênea, infinita e em repouso, as instabilidades levam à contração gravitacional, se as perturbações aplicadas tiverem um comprimento de onda λ superiores ao *Comprimento de Jeans*, R_J , correspondendo a uma massa mínima, a *Massa de Jeans* M_J .

Como vimos no Exemplo 7.8 (ver também o Exemplo 7.4) no processo de contração de uma nuvem molecular com temperatura T , densidade ρ e peso molecular μ a conversão da energia potencial da nuvem em energia cinética e radiação permite estimar a Massa de Jeans por

$$M_J \simeq \left(\frac{5 k T}{G \mu m_H} \right)^{3/2} \left(\frac{3}{4 \pi \rho} \right)^{1/2} \simeq 1.2 \times 10^{-10} \left(\frac{T^3}{\mu^3 \rho} \right)^{1/2} \quad (9.9)$$

Na última expressão T está em K, ρ em g/cm^3 e M_J em $M_\odot$. Obtemos então para o Raio de Jeans

$$R \simeq \left(\frac{15 k}{4 \pi G m_H} \right)^{1/2} \left(\frac{T}{\mu \rho} \right)^{1/2} \simeq 3.9 \times 10^7 \left(\frac{T}{\mu \rho} \right)^{1/2} \quad (9.10)$$

onde R_J está em cm. Neste caso, o tempo de queda livre é

$$t_{ql} \simeq \sqrt{\frac{3}{4\pi G\rho}} \simeq 6.0 \times 10^{-5} \frac{1}{\sqrt{\rho}} \quad (9.11)$$

onde ρ está em g/cm^3 e t_{ql} em anos. Em uma nuvem interestelar com $T \simeq 100 \text{ K}$, $\mu \simeq 1$ e $n \simeq 1 \text{ cm}^{-3}$, obtemos $M_J \sim 10^5 M_\odot$ e $t_{ql} \sim 5 \times 10^7$ anos, isto é, as massas são da ordem das massas dos aglomerados globulares e das nuvens moleculares gigantes. À medida que o colapso se processa, a densidade aumenta e tanto M_J como t_{ql} decrescem. Por exemplo, considerando uma região com $T \simeq 50 \text{ K}$, $\mu \simeq 1$ e $n \simeq 10^6 \text{ cm}^{-3}$, obtemos $M_J \sim 33 M_\odot$ e $t_{ql} \sim 10^4$ anos. Neste caso, a região que sofre um colapso pode tornar-se, efetivamente, uma única estrela. Esta é naturalmente uma visão bastante simplificada do processo de formação estelar, enfatizando a conversão de energia potencial da nuvem em outras formas de energia. O processo tem várias complicações, como a rotação da nuvem e conservação do momento angular e o efeito do campo magnético associado ao disco galáctico, onde se processa efetivamente a formação estelar. Mais detalhes podem ser vistos na bibliografia anexa, em particular Ward e Thompson (2015) e Beech (2019).

► **EXEMPLO 9.6** - O íon OVI no meio interestelar quente e ionizado

O íon OVI é detectado no meio interestelar quente e ionizado por meio de observações do dubleto ultravioleta em $\lambda = 1032 \text{ \AA}$ e $\lambda = 1038 \text{ \AA}$. Supondo que a ionização do oxigênio é colisional, a temperatura típica desta região interestelar pode ser estimada considerando que a energia necessária para a formação da linha é

$$E = h\nu = \frac{hc}{\lambda} \simeq 1.92 \times 10^{-11} \text{ erg} \simeq 12.0 \text{ eV} \quad (9.12)$$

Esta energia deve ser igual á energia cinética média dos elétrons responsáveis pelas colisões, ou seja

$$E \simeq E_c \simeq \frac{1}{2} m_e v_e^2 \simeq \frac{3}{2} kT \quad (9.13)$$

portanto a temperatura desta região é $T \simeq 2E/3k \simeq 9.28 \times 10^4 \text{ K} \sim 10^5 \text{ K}$. A região quente e ionizada está em equilíbrio de pressão com a região neutra, a uma pressão da ordem de $10^{-13} \text{ dina/cm}^2$. Nesse caso a densidade eletrônica média da região quente ionizada pode ser estimada considerando um gás composto essencialmente de H e He com abundância normal.

A pressão é $P \simeq n k T \simeq (n_p + n_{He} + n_e) k T \simeq (1.1 n_p + n_e) k T$, de modo que a densidade eletrônica é $n_e = n_p + 2 n_{He} = n_p + (2) (0.1) n_p = 1.2 n_p$. Portanto $n \simeq 0.92 n_e + n_e = 1.92 n_e$, $P \simeq 1.92 n_e k T$, e $n_e \simeq P / (1.92 k T) \simeq 0.0041 \text{ cm}^{-3}$. Este resultado em pode ser comparado com a densidade eletrônica média calculada a partir do fluxo observado de raios X moles, ou seja, $0.0037 \leq n_e (\text{cm}^{-3}) \leq 0.0047$, obtendo $0.90 \leq n_{eX} / n_e \leq 1.15$.

► EXEMPLO 9.7 - Transferência de energia e nebulosas planetárias

Vamos considerar uma nebulosa planetária típica, como NGC 7293. Estes objetos têm temperaturas eletrônicas da ordem de $T \simeq 10^4 \text{ K}$, densidades eletrônicas $n_e \simeq 10^4 \text{ cm}^{-3}$ e dimensões $R \simeq 0.1 \text{ pc}$, de modo que a energia térmica total armazenada é

$$E_t \sim \frac{4}{3} \pi R^3 \epsilon n_e k T \sim 4 n_e k T R^3 \epsilon \quad (9.14)$$

onde ϵ é o fator de preenchimento, isto é, a fração do volume que é efetivamente preenchido pelo gás ionizado. Tipicamente temos $\epsilon \simeq 0.1$, de modo que $E_t \sim 1.6 \times 10^{44} \text{ erg}$. Admitindo que a nebulosa tenha se originado a partir de uma estrela gigante vermelha típica, com luminosidade $L_* \sim 10^3 L_\odot$, podemos estimar a escala de tempo

$$\Delta t \sim \frac{E_t}{L_*} \sim \frac{1.6 \times 10^{44}}{(10^3) (3.85 \times 10^{33})} \sim 4.2 \times 10^7 \text{ s} = 1.3 \text{ ano} \quad (9.15)$$

ou seja, a energia térmica armazenada na nebulosa, que era originalmente parte da energia da estrela central, corresponde à energia emitida pela estrela em apenas um ano, sendo uma pequena fração da energia total contida na estrela.

9.3 EQUILÍBRIO NO MEIO INTERESTELAR

De maneira um pouco mais rigorosa, podemos considerar cinco principais regiões interestelares: (i) as *nuvens difusas*, (ii) as *nuvens moleculares densas*, (iii) o *meio internuvens*, (iv) as *regiões de hidrogênio ionizado* e (v) o *gás coronal*. A tabela 9.1 relaciona valores médios para a densidade de partículas $n \text{ (cm}^{-3}\text{)}$, a temperatura $T \text{ (K)}$ e a pressão $P \text{ (dina/cm}^2\text{)}$ nessas regiões. Vemos que as “regiões de baixa pressão” i, iii e v têm pressões semelhantes, ocupando todo o espaço interestelar, enquanto que as “regiões de alta pressão” ii e iv estão imersas no espaço interestelar geral.

Região	n (cm^{-3})	T (K)	P (dina/cm^2)
nuvens difusas	10	100	10^{-13}
nuvens moleculares densas	10^4	<100	10^{-11}
meio internuvens	10^{-1}	10^4	10^{-13}
regiões de H ionizado	10^2	10^4	10^{-10}
gás coronal	10^{-2}	10^5	10^{-13}

Tabela 9.1 - Densidade e pressão no meio interestelar.

Uma versão gráfica desta tabela pode ser vista na figura 9.4, onde as linhas retas indicam regiões em que o produto nT é constante, isto é, regiões em que existe equilíbrio de pressão.

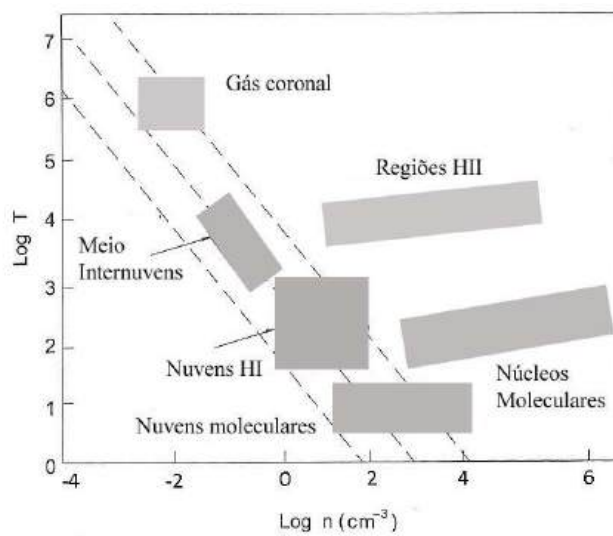


Figura 9.4 - Fases do meio interestelar.

A semelhança da pressão revela outra característica do meio interestelar, isto é, a densidade de energia média de seus constituintes é similar. De fato, a densidade de energia dessas regiões, incluindo o campo de radiação, os raios cósmicos e o campo magnético, é da ordem de $0.5 - 1.0 \text{ eV/cm}^3$. As regiões de baixa pressão podem trocar algum material entre si. Por exemplo, quando

partes do meio internuvens sofrem choques sob a ação de supernovas, podem converter-se em um gás coronal. Estas regiões estão aproximadamente em equilíbrio de pressão e, de fato, gradientes de pressão são removidos em uma escala de tempo dada pelo tempo necessário para uma perturbação atravessar a região com a velocidade do som. Por exemplo, em uma nuvem difusa (i) com $R \sim 5$ pc, $P \sim 10^{-13}$ dina/cm² e $\rho \sim 10^{-23}$ g/cm³, obtemos uma escala de tempo $t_p \sim R/c_s \sim 5 \times 10^6$ anos. Porém, as nuvens difusas colidem com uma escala de tempo entre as colisões $t_c \sim 2 \times 10^7$ anos. A escala de tempo para atingir o equilíbrio t_{eq} deve ser, em princípio, menor que este valor. Como $t_{eq} \simeq t_p$, a escala de tempo para que uma perturbação movendo-se com a velocidade do som atravesse a região considerada, temos $t_{eq} < t_c$. No tempo t_p as ondas sonoras viajam cerca de 40 pc no meio internuvens e 130 pc no gás coronal, distâncias muito superiores às dimensões e separações médias das nuvens, de modo que existe uma forte tendência ao equilíbrio de pressão nessas regiões.

► EXEMPLO 9.8 - Temperatura média do meio internuvens

Vamos admitir que uma nuvem interestelar tem uma densidade $n_1 = 10$ cm⁻³ e temperatura $T_1 = 100$ K, estando em equilíbrio de pressão com o meio internuvens, cuja densidade é $n_2 = 0.1$ cm⁻³, segundo a tabela 9.1. Em ordem de grandeza, a temperatura do meio internuvens pode ser estimada por

$$n_1 T_1 \simeq n_2 T_2 \quad (9.16)$$

$$T_2 \sim \frac{n_1 T_1}{n_2} \sim 10^4 \text{ K} \quad (9.17)$$

► EXEMPLO 9.9 - Equilíbrio de pressão: região HII e nuvem interestelar

Vamos considerar um gás de H ionizado (HII) com densidade $n \simeq 100$ cm⁻³ e temperatura $T \simeq 10^4$ K imerso em uma nuvem interestelar com $n \simeq 20$ cm⁻³ e $T \simeq 100$ K. Para o gás ionizado temos $P_i \propto n_i T_i$, ou $P_i \simeq n_i k T_i \simeq 1.38 \times 10^{-10}$ dina/cm². Para a nuvem $P_n \propto n_n T_n$, ou $P_n \simeq n_n k T_n \simeq 2.76 \times 10^{-13}$ dina/cm². Como $P_i \gg P_n$ o gás ionizado se expande, e não havendo equilíbrio de pressão.

9.4 AQUECIMENTO NO MEIO INTERESTELAR

Vamos a seguir considerar alguns dos principais processos de aquecimento que ocorrem no gás interestelar. Nestes processos energia é transferida de alguma fonte para energia cinética das partículas do gás, em especial os elétrons, que a retransmitem às demais partículas. Uma discussão mais detalhada do material desta seção pode ser encontrada em Maciel (2002).

9.4.1 FOTOIONIZAÇÃO DE ÁTOMOS NEUTROS

Um dos mecanismos mais importantes para o aquecimento do gás interestelar decorre da fotoionização de átomos neutros. Neste processo, um fóton com energia $h\nu$ ioniza um íon X^r em um estado de ionização r , resultando em um íon X^{r+1} no estado $r+1$ e um elétron com uma energia cinética E . Este elétron pode colidir com outras partículas do gás, repartindo o excesso de energia e causando um aquecimento. Portanto, energia radiativa das estrelas ou do campo de radiação difuso é transferida para o gás, na forma de energia cinética. Naturalmente, o elétron pode se recombinar com outro íon formando novamente o íon X^r , e neste processo parte da energia adquirida pela fotoionização é perdida. A equação de equilíbrio entre a fotoionização e a recombinação radiativa pode ser escrita simplesmente

$$n(X^r) \beta_f = n(X^{r+1}) n_e \alpha \quad (9.18)$$

onde $n(X^r)$ e $n(X^{r+1})$ são as densidades de partículas do átomo X nos estados de ionização r e $r+1$ (cm^{-3}), β_f é a taxa de ionizações (s^{-1}) a partir do íon X^r , n_e é a densidade eletrônica, e α o coeficiente de recombinação, medido em cm^3/s . No caso mais geral devemos levar em conta o estado de excitação j do íon, ou seja, devemos escrever X_j^r e X_j^{r+1} , de modo que a equação (9.18) deve incluir somatórios em todos os níveis de excitação.

A função aquecimento Γ_{ei} ($\text{erg cm}^{-3} \text{s}^{-1}$) para a interação de elétrons e íons pode ser escrita

$$\Gamma_{ei} = n_e n_i \alpha \bar{E} \quad (9.19)$$

onde substituímos $n(X^{r+1})$ por n_i , a densidade de átomos ionizados, admitidos idênticos e no estado fundamental e chamamos $\bar{E}$ a energia média dos fotoelétrons. A rigor devemos levar em conta a energia perdida pelos fotoelétrons no processo de recombinação, de modo que a equação (9.19) deve

incluir um segundo termo dado por $n_e n_i \propto \bar{E}_p$, onde $\bar{E}_p$ a energia média perdida pelos fotoelétrons. Este termo pode por exemplo ser obtido admitindo uma distribuição maxwelliana para as velocidades dos elétrons.

No processo de fotoionização dos elementos pesados em regiões HI pelo campo de radiação estelar integrado, parte da energia adquirida pelos elétrons é reutilizada na recombinação, mas a distribuição de energia pelas colisões ocorre rapidamente, de modo que a termalização é alcançada antes da remoção dos elétrons pela recombinação. O campo de radiação acima de 13.6 eV é absorvido nas proximidades das fontes. Portanto, a energia do elétron é sempre muito menor que este valor, sendo da ordem de 2 eV para fotoionização de um gás com abundância cósmica. Podemos escrever uma expressão para a função aquecimento desprezando a correção pelas recombinações na forma

$$\Gamma_{eX^r} \simeq n_e n(X^r) \alpha(X^r) \bar{E} \quad (9.20)$$

onde usamos novamente a notação X^r . Os coeficientes de recombinação podem ser aproximados pela expressão

$$\alpha(X^r) = A(X^r) \left[\frac{T}{10^4 \text{K}} \right]^{-\eta(X^r)} \quad (9.21)$$

sendo os parâmetros $A(X^r)$ e $\eta(X^r)$ tabelados na literatura. Neste caso

$$\Gamma_{eX^r} \simeq n_e n(X^r) A(X^r) \left[\frac{T}{10^4 \text{K}} \right]^{-\eta(X^r)} \bar{E} \quad (9.22)$$

O erro cometido pelo uso desta relação depende do íon considerado, e também da temperatura eletrônica, sendo em média da ordem de 10%. Com valores típicos $\eta(X^r) \simeq 1/2$, $A(X^r) \simeq 10^{-13} \text{ cm}^3/\text{s}$, $\bar{E} \simeq 2 \text{ eV} = 3.2 \times 10^{-12} \text{ erg}$, temos

$$\Gamma_{eX^r} \simeq 3.2 \times 10^{-23} n_e n(X^r) T^{-1/2} \quad (9.23)$$

dado em $\text{erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$. Considerando agora que $n(X^r) \simeq a(X^r) n_H$, com a abundância cósmica $a(X^r) \simeq 4 \times 10^{-4}$, apropriada ao C, temos

$$\Gamma_{eX^r} \simeq 1.3 \times 10^{-26} n_e n_H T^{-1/2} \quad \text{erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1} \quad (9.24)$$

ou, em termos da ionização fracional $x = n_e/n_H$

$$\Gamma_{eX^r} \simeq 1.3 \times 10^{-26} x n_H^2 T^{-1/2} \quad \text{erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1} \quad (9.25)$$

► EXEMPLO 9.10 - Ca em nuvens interestelares

Vamos aplicar as relações desta seção e estimar as abundâncias dos diversos íons de Ca em nuvens interestelares. Vamos considerar os íons Ca II e Ca III em uma nuvem com $T = 100 \text{ K}$ e $n_e = 10^{-4} \text{ cm}^{-3}$, considerando apenas a fotoionização e a recombinação radiativa. Vamos utilizar a seguinte notação: $n(\text{CaII}) = n_2$; $n(\text{CaIII}) = n_3$; $\beta(\text{CaII}) = \beta_2$; $\alpha(\text{CaII}) = \alpha_2$. Vamos adotar os valores $\beta(\text{CaII}) = 4.0 \times 10^{-12} \text{ s}^{-1}$ e $\alpha(\text{CaII}) = 2.6 \times 10^{-11} \text{ cm}^3 \text{ s}^{-1}$. Neste caso, a equação de equilíbrio de ionização fica

$$n_2 \beta_2 = n_3 n_e \alpha_2 \quad (9.26)$$

lembrando que $n_2 + n_3 = n$. Vamos definir a razão $R_{3,2}$ por

$$R_{3,2} = \frac{n(\text{CaIII})}{n(\text{CaII})} = \frac{n_3}{n_2} \quad (9.27)$$

podemos então escrever para o grau de ionização x

$$x_2 = x(\text{CaII}) = \frac{n(\text{CaII})}{n(\text{Ca})} = \frac{n_2}{n_2 + n_3} = \frac{1}{1 + n_3/n_2} = \frac{1}{1 + R_{3,2}} \quad (9.28)$$

$$x_3 = x(\text{CaIII}) = \frac{n(\text{CaIII})}{n(\text{Ca})} = \frac{n_3}{n_2 + n_3} = \frac{1}{1 + n_2/n_3} = \frac{1}{1 + 1/R_{3,2}} \quad (9.29)$$

da equação de equilíbrio de ionização temos

$$R_{3,2} = \frac{\beta_2}{n_e \alpha_2} = \frac{4.0 \times 10^{-12}}{(10^{-4})(2.6 \times 10^{-11})} = 1.54 \times 10^3$$

portanto $x_2 = 6.5 \times 10^{-4}$ e $x_3 = 0.9999 \simeq 1.0$, ou seja, nas condições dadas, praticamente todos os íons de Ca estão na forma CaIII, ou Ca^{++} . A taxa de aquecimento devido à ionização do Ca^+ para Ca^{++} pode ser estimada por

$$\Gamma_{e, \text{Ca}} \simeq n_3 n_e \alpha_2 \bar{E} \simeq a(\text{Ca}) n_H n_e \alpha_2 \bar{E} \quad (9.30)$$

onde $a(\text{Ca}) \sim 10^{-6}$ é a abundância interestelar do Ca. Tomando $n_H \simeq 1.0 \text{ cm}^{-3}$, $n_e \sim 10^{-4} \text{ cm}^{-3}$, $\alpha_2 \sim 3 \times 10^{-11} \text{ cm}^3/\text{s}$ e $\bar{E} \simeq 2 \text{ eV} \simeq 3 \times 10^{-12} \text{ erg}$, obtemos $\Gamma_{e, \text{Ca}} \sim 10^{-32} \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$, ou $\Gamma_{e, \text{Ca}}/n_H^2 \sim 10^{-32} \text{ erg cm}^3 \text{ s}^{-1}$.

9.4.2 FOTOELÉTRONS EJETADOS POR GRÃOS

Quando um grão absorve um fóton com energia relativamente alta, pode ejetar um elétron com uma certa energia cinética (efeito fotoelétrico), constituindo um processo de aquecimento do gás interestelar. Chamando σ_g a seção geométrica do grão, sua seção de choque de fotoabsorção σ_d pode ser escrita

$$\sigma_d = \sigma_g Q_a(\lambda) \quad (9.31)$$

onde $Q_a(\lambda)$ é o fator de eficiência do grão para absorção de radiação com comprimento de onda λ . Chamando n_d o número de grãos por unidade de volume, n_H o número de núcleos de H por unidade de volume, e Σ_d a área total projetada dos grãos, podemos escrever

$$\Sigma_d = \frac{\sigma_g n_d}{n_H} \quad (9.32)$$

$$\sigma_d n_d = n_H \Sigma_d Q_a(\lambda) \quad (9.33)$$

Desprezando a energia perdida pelo elétron na recombinação, a energia fornecida ao gás por unidade de volume e tempo pode ser escrita

$$\Gamma_{ed} = n_H \Sigma_d \bar{E} F_e \quad (9.34)$$

onde $\bar{E}$ é a energia média do fotoelétron e F_e ($\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$) é fluxo de fotoelétrons produzidos por área projetada dos grãos. Usando uma estimativa do campo de radiação estelar integrado, o fluxo de fotoelétrons é da ordem de

$$F_e \simeq 2 \times 10^7 y_e Q_a e^{-\tau} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \quad (9.35)$$

onde y_e , é a eficiência fotoelétrica (*quantum yield*), ou seja, a razão entre o número de elétrons ejetados e o número de fótons absorvidos, que depende do tamanho e da natureza dos grãos e da frequência do fóton absorvido. Nesta equação o termo exponencial leva em conta a atenuação da radiação dentro da nuvem, caracterizada pela profundidade óptica τ .

► **EXEMPLO 9.11** - Estimativa da taxa de aquecimento fotoelétrico

Adotando valores típicos para os grãos que ocorrem nas nuvens interestelares, $Q_a \simeq 1$, $\Sigma_d \simeq 1.1 \times 10^{-21} \text{ cm}^2$ por átomo de H, $\bar{E} \simeq 5 \text{ eV}$, obtemos

$$\Gamma_{ed} \simeq 1.8 \times 10^{-25} y_e n_H e^{-\tau} \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1} \quad (9.36)$$

Por exemplo, com $y_e \simeq 1$, $\tau \ll 1$ e $n_H \simeq 1 - 10^2 \text{ cm}^{-3}$, temos $\Gamma_{ed} \sim 10^{-25} - 10^{-23} \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$ e $\Gamma_{ed}/n_H^2 \sim 10^{-25} - 10^{-27} \text{ erg cm}^3 \text{ s}^{-1}$. Neste caso, o fluxo de fotoelétrons é $F_e \simeq 2 \times 10^7 \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. Se a eficiência y_e tiver valores menores, ou se a profundidade óptica for muito alta, a importância deste mecanismo será menor, embora continue como um dos processos mais importantes no aquecimento do gás interestelar.

Modelos recentes para nuvens densas e regiões de fotodissociação consideram a ejeção fotoelétrica por grãos contendo moléculas de hidrocarbonetos aromáticos policíclicos (PAH, de *polycyclic aromatic hydrocarbon*). Regiões com temperaturas no intervalo $10 \lesssim T(\text{K}) \lesssim 10^4$ e densidades eletrônicas de $10^{-3} \lesssim n_e(\text{cm}^{-3}) \lesssim 10^2$ são aquecidas por grãos com dimensões entre 15 e 100 Å. Para $T \lesssim 10^4 \text{ K}$, a taxa de aquecimento depende do fluxo ultravioleta incidente, da temperatura e da densidade da nuvem. Valores típicos para a função aquecimento são $\Gamma_{ed}/n_H \sim 10^{-26} - 10^{-25} \text{ erg/s}$, ou $\Gamma_{ed}/n_H^2 \sim 10^{-28} - 10^{-25} \text{ erg cm}^3 \text{ s}^{-1}$ para $n_H \sim 1 - 10^2 \text{ cm}^{-3}$. O resfriamento correspondente à recombinação eletrônica foi também obtido, sendo da ordem de $\Lambda_{ed}/n_e n_H \sim 10^{-27} - 10^{-24} \text{ erg cm}^3 \text{ s}^{-1}$ para $10^2 \lesssim T(\text{K}) \lesssim 10^4$. O fator de eficiência obtido é menor que 0.1, tipicamente $y_e \simeq 0.03$.

O papel dos grãos na determinação da temperatura das nuvens interestelares é, na realidade, mais complexo do que foi visto acima. Além da energia perdida no processo de recombinação elétron-grão, os grãos podem atuar como resfriadores. Átomos de H podem colidir com os grãos e sofrer coalescência, transferindo sua energia cinética ao grão, a qual será posteriormente emitida na forma de radiação infravermelha. Em nuvens com $T \simeq 100 \text{ K}$, são obtidas taxas típicas $\Lambda_{dH} \sim 10^{-31} n_H^2 \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$.

9.4.3 OUTROS PROCESSOS

Raios cósmicos podem ionizar o H (e também o He) produzindo elétrons energéticos. Parte da energia destes elétrons é termalizada, resultando em uma função aquecimento $\Gamma_{H,RC}$ ou $\Gamma_{He,RC}$. A energia do elétron ejetado depende da energia da partícula cósmica. No caso de prótons com 2 MeV, a energia média do elétron é da ordem de 32 eV. Para prótons com 10 MeV, a energia é de 36 eV. Naturalmente, apenas parte desta energia pode ser usada para o aquecimento. Em um gás fracamente ionizado, onde o grau de ionização $x = n_e/n_H \ll 1$, a maior parte da energia do elétron é usada em excitações e novas ionizações, e cálculos detalhados indicam uma energia

$\bar{E}$ entre 3.4 eV e 8.5 eV, disponível para o aquecimento do gás, por meio de colisões. Considerando a taxa de ionizações pelos raios cósmicos ζ_{RC} , o número de elétrons ejetados por cm^3 por segundo é $\zeta_{RC} n_H$, e a função aquecimento pode ser escrita

$$\Gamma_{H,RC} \simeq n_H \zeta_{RC} \bar{E} \quad (9.37)$$

► EXEMPLO 9.12 - Taxa de aquecimento pelos raios cósmicos

Estimativas para os limites de ζ_{RC} estão entre cerca de 7×10^{-18} a 10^{-15} s^{-1} . Com os limites de $\bar{E}$ acima, temos

$$3.8 \times 10^{-29} n_H \leq \Gamma_{H,RC} \leq 1.4 \times 10^{-26} n_H$$

onde $\Gamma_{H,RC}$ está em $\text{erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$, com n_H em cm^{-3} . Adotando $n_H \simeq 1 - 10^2 \text{ cm}^{-3}$, valores apropriados para as nuvens interestelares, este processo produz taxas máximas de $10^{-26} - 10^{-24} \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$.

Além dos raios cósmicos foi também proposto o aquecimento do meio interestelar pelos *raios X*. Devido essencialmente ao seu fluxo relativamente baixo, este mecanismo tem as mesmas dificuldades que o aquecimento pelos raios cósmicos.

A *molécula H_2* é a mais abundante em nuvens interestelares densas, onde a temperatura é relativamente baixa e a opacidade alta o suficiente para que os fótons ultravioletas energéticos não consigam penetrar, o que aumentaria a taxa de destruição desta molécula. Sendo uma molécula homopolar, suas transições rovibracionais para radiação de dipolo elétrico são proibidas, e a associação radiativa de dois átomos de H para formar a molécula tem baixa probabilidade. Há um consenso de que esta molécula é formada pela associação de dois átomos de H na superfície de um grão sólido, que funciona como um catalisador. A presença dessas moléculas pode ainda produzir aquecimento do gás por meio de fotodissociação do H_2 e distribuição da energia cinética dos átomos produzidos, e pela sua formação, com liberação de energia.

No processo de formação de uma molécula de H_2 , há liberação de uma energia $\bar{E}(\text{H}_2) \simeq 4.5 \text{ eV}$, correspondendo à energia de ligação dos átomos de H. A partição desta energia entre o aquecimento do grão, excitação da molécula formada, compensação da energia de adsorção à superfície do grão e energia

cinética da molécula pode ser relativamente complexa. A função aquecimento devida a este processo pode ser escrita aproximadamente

$$\Gamma_{Hd} = n_H^2 R z_H \bar{E}(\text{H}_2) \simeq 7.2 \times 10^{-12} n_H^2 R z_H \quad (9.38)$$

onde z_H a fração da energia liberada na forma de energia cinética da molécula H_2 , ou seja, a energia disponível para o aquecimento do gás, e R é um coeficiente que depende da probabilidade por unidade de tempo de formação de uma molécula de H_2 pela colisão de um átomo de H com um grão. Em (9.38) a taxa é dada em $\text{erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$. O coeficiente R pode ser determinado a partir de observações da molécula H_2 , e um valor médio é $R \simeq 3 \times 10^{-17} \text{ cm}^3/\text{s}$. Neste caso, obtemos

$$\Gamma_{Hd} = 2.2 \times 10^{-28} z_H n_H^2 \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1} \quad (9.39)$$

► **EXEMPLO 9.13** - Taxa de aquecimento pela formação de H_2

Podemos estimar a taxa de aquecimento pela formação da molécula H_2 usando a equação (9.39) adotando $z_H \simeq 1$ e $n_H \simeq 1 - 10^2 \text{ cm}^{-3}$, obtendo o resultado

$$\Gamma_{Hd} \sim 10^{-28} - 10^{-24} \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$$

$$\frac{\Gamma_{Hd}}{n_H^2} \sim 10^{-28} \text{ erg cm}^3 \text{ s}^{-1}$$

9.5 RESFRIAMENTO NO MEIO INTERESTELAR

9.5.1 EXCITAÇÃO COLISIONAL ELÉTRON-ÍON

Os mecanismos de resfriamento mais importantes no meio interestelar envolvem colisões entre partículas (elétrons, íons e átomos neutros) com a excitação de níveis de energia próximos ao estado fundamental. Uma vez excitado, o átomo tende a voltar ao estado fundamental com a emissão de radiação, a qual pode escapar da região, correspondendo a uma perda de energia e, portanto, a um resfriamento do gás. Assim como no caso do aquecimento, podemos estimar a taxa de resfriamento por

$$\Lambda_{ei} \simeq n_e n_{ij} E_{jk} \gamma_{jk} \quad (9.40)$$

onde n_e é a densidade de elétrons, $E_{jk} = E_k - E_j$ é energia perdida por um elétron no processo de excitação colisional entre os níveis j e k , n_{ij} é o número de íons i por unidade de volume no nível j e γ_{jk} é o coeficiente ou taxa de colisões, dado em cm^3/s . No processo de desexcitação colisional, parte da energia é recuperada, o que deve em princípio ser levando em conta. Geralmente considera-se que as excitações ocorrem sempre a partir do estado fundamental. Os íons importantes são C II, Si II, O I, Fe II, N II, C I etc. Por exemplo, para a transição $^2P_{1/2} - ^2P_{3/2}$ do C II temos $E_{jk} = 0.0079 \text{ eV} = 1.3 \times 10^{-14} \text{ erg}$, correspondendo a uma temperatura $E_{jk}/k \simeq 90 \text{ K}$, da ordem da temperatura cinética das nuvens interestelares difusas. Outras transições podem ser: Si II ($^2P_{1/2} - ^2P_{3/2}$), com $E_{jk}/k \simeq 400 \text{ K}$ e O I ($^3P_2 - ^3P_{1,0}$), com $E_{jk}/k \simeq 200 - 300 \text{ K}$.

O coeficiente γ_{kj} pode ser relacionado com a força de colisão $\Omega(j, k)$, o que permite uma ajuste com a temperatura, e as taxas de excitação e desexcitação estão relacionadas entre si. Vamos escrever a equação (9.40) para uma transição $j \rightarrow k$, desprezando a correção correspondente ao ganho, pois, em geral, $n_{ij}\gamma_{jk} > n_{ik}\gamma_{kj}$. Neste caso, temos

$$\begin{aligned} \Lambda_{ei} &= n_e n_{ij} E_{jk} \frac{g_k}{g_j} \frac{h^2 \Omega(j, k)}{g_k (2\pi m_e)^{3/2} (kT)^{1/2}} e^{-E_{jk}/kT} \\ &\simeq 8.6 \times 10^{-6} n_e n_{ij} T^{-1/2} e^{-E_{jk}/kT} \frac{E_{jk} \Omega(j, k)}{g_j} \end{aligned} \quad (9.41)$$

onde g_j e g_k são os pesos estatísticos dos níveis j e k e $\Omega(j, k)$ a é força de colisão. Nesta relação a função resfriamento é dada em $\text{erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$. Alguns resultados das contribuições dos diversos íons para o resfriamento estão mostrados na figura 9.5, para $T \lesssim 10^4 \text{ K}$, onde a ordenada é a razão $\Lambda_{ei}/n_e n_H$, dada em $\text{erg cm}^3 \text{ s}^{-1}$ (A. Dalgarno, R. A. McCray, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 10, 375, 1972). As abundâncias usadas são médias para o sistema solar. Vemos que, para $T \lesssim 100 \text{ K}$, a contribuição mais importante é a do C II, seguido pelo Si II e Fe II.

► EXEMPLO 9.14 - Taxa de resfriamento pela excitação de C II

Podemos estimar a função resfriamento para o C II, considerando uma nuvem com $T \simeq 100 \text{ K}$ e $n_i \simeq 10^{-4} n_H$. Para a transição $^2P_{1/2} - ^2P_{3/2}$, temos $E_{jk} \simeq 0.0079 \text{ eV}$, $\Omega(j, k) \simeq 1.33$ e $g_J = 2$, de modo que (9.41) fornece $\Lambda_{ei}/n_e n_H \simeq 2.9 \times 10^{-25} \text{ erg cm}^3 \text{ s}^{-1}$, ou $\log(\Lambda_{ei}/n_e n_H) \simeq -24.5$, em bom acordo com a figura 9.5.

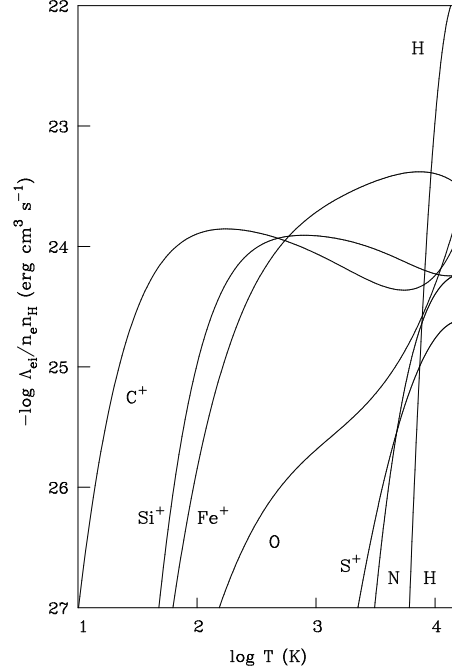


Figura 9.5 - Função resfriamento por excitação elétron-íon em regiões HI.

9.5.2 EXCITAÇÃO COLISIONAL ELÉTRON-H

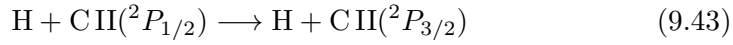
Para valores da temperatura $T \gtrsim 10^3$ K pode ser importante o mecanismo de perda de energia pela excitação de níveis do H neutro, especialmente $n = 2$, devido às colisões com elétrons térmicos. Para $12\,000 \gtrsim T(\text{K}) \gtrsim 4\,000$, a função resfriamento pode ser aproximada por

$$\Lambda_{eH} \simeq 7.3 \times 10^{-19} n_e n_H e^{-118\,400/T} \quad (9.42)$$

dada em $\text{erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$, onde o termo exponencial leva em conta essencialmente as excitações para o segundo nível. Cálculos mais detalhados diferem de (9.42) no máximo por 3%. Após a excitação para o nível $n = 2$, o átomo voltará ao estado fundamental emitindo um quantum L_α , que será provavelmente absorvido pelos grãos. Na figura 9.5 está também indicada a variação de $\Lambda_{eH}/n_e n_H$ com a temperatura. Para $T \simeq 10\,500$ K o resfriamento é controlado essencialmente pelo H. Nesta temperatura, de (9.42) obtemos $\log(\Lambda_{ei}/n_e n_H) \simeq -23.0$.

9.5.3 EXCITAÇÃO COLISIONAL H-ÍON

A excitação colisional de íons como C I, C II, O I, Fe II pelo H neutro pode ser um dos processos de resfriamento mais importantes no meio interestelar, principalmente quando a ionização fracional n_e/n_H é baixa. De maneira geral, a função resfriamento é dada por uma equação como (9.40), substituindo agora n_e por n_H . Vamos obter a função resfriamento para excitação do íon C II, provavelmente o íon positivo mais abundante nas regiões H I. O processo de excitação pode ser escrito



Desprezando a correção para as desexcitações, admitindo que as excitações são feitas a partir do nível fundamental, e considerando uma única transição, do nível $^2P_{1/2}$ para o $^2P_{3/2}$, obtemos

$$\Lambda_{H,CII} \simeq n_H n_{CII} E_{jk} \gamma_{jk} \quad (9.44)$$

Considerando que praticamente todos os átomos estão na forma C II, pois os potenciais de ionização são $\phi(\text{CI}) = 11.26 \text{ eV}$ e $\phi(\text{CII}) = 24.38 \text{ eV}$, e chamando $a(\text{C})$ a abundância de C, temos $n_{CII} \simeq n_C = a(\text{C}) n(\text{H}) \simeq a(\text{C}) n_H$, isto é, admitimos que a densidade de átomos de H é essencialmente igual à densidade de núcleos de H. Levando em conta a depleção do carbono, caracterizada pelo parâmetro d_C , definido por

$$d_C = \frac{a(\text{C})}{a_c(\text{C})} = 10^{f_d(\text{C})} \quad (9.45)$$

onde $a_c(\text{C})$ é a abundância cósmica do carbono, temos $n_{CII} = d_C a_c(\text{C}) n_H$. Substituindo em (9.44)

$$\Lambda_{H,CII} = n_H^2 d_C a_c(\text{C}) E_{jk} \gamma_{jk} \quad (9.46)$$

O valor cósmico da abundância do carbono é definido como $\log a_c(\text{C}) = \epsilon_c(\text{C}) - \epsilon_c(\text{H})$, de modo que $a_c(\text{C}) \simeq 10^{-3.4} = 4.0 \times 10^{-4}$. A diferença de energia dos níveis $^2P_{1/2}$ e $^2P_{3/2}$ é $E_{jk} = 0.0079 \text{ eV}$. Para temperaturas $T \lesssim 100 \text{ K}$, temos $\gamma_{kj} \simeq 7.8 \times 10^{-10} \text{ cm}^3/\text{s}$, de modo que $\gamma_{jk} = (g_k/g_j) \gamma_{kj} e^{-E_{jk}/kT} \simeq 1.6 \times 10^{-9} e^{-92.0/T} \text{ cm}^3/\text{s}$. Substituindo $a_c(\text{C})$, E_{jk} e γ_{jk} em (9.46)

$$\Lambda_{H,CII} \simeq 7.9 \times 10^{-27} n_H^2 d_C e^{-92.0/T} \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1} \quad (9.47)$$

► EXEMPLO 9.15 - Taxa de resfriamento na linha de visada de ζ Oph

Para a linha de visada até a estrela ζ Oph a depleção é da ordem de $d_C \simeq 10^{-0.7} \simeq 0.2$. Adotando uma temperatura média $T \simeq 80$ K para as nuvens interestelares, de (9.47) temos para a excitação colisional H-CII

$$\Lambda_{H,CII} \simeq 2.5 \times 10^{-27} n_H^2 d_C \quad \text{erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1} \quad (9.48)$$

neste caso, obtemos $\Lambda_{H,CII} \simeq 5.0 \times 10^{-26} - 5.0 \times 10^{-24} \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$ com $n_H \sim 10 - 100 \text{ cm}^{-3}$ e $\Lambda_{H,CII}/n_H^2 \simeq 5.0 \times 10^{-28} \text{ erg cm}^3 \text{ s}^{-1}$. Outras estrelas menos avermelhadas têm $d_C \simeq 1$. Taxas de desexcitação colisional H-CII foram determinadas em função da temperatura, assim como para outros íons, como Fe II, CI e OI.

9.5.4 EXCITAÇÃO COLISIONAL H-H₂

Em nuvens interestelares densas, a molécula H₂ pode ser uma fonte de resfriamento por meio da excitação colisional pelo H dos níveis rotacionais $J = 0 \rightarrow J = 2$ (correspondente a uma temperatura $E/k \simeq 500$ K) e $J = 1 \rightarrow J = 3$ (transições de quadrupolo elétrico). Por outro lado, as desexcitações colisionais produzem um ganho de energia. Se os níveis rotacionais mais altos forem povoados pela radiação, esse ganho pode ser intensificado. A função resfriamento é semelhante ao caso H-íon, substituindo o íon por H₂. Uma taxa típica para uma nuvem interestelar com $T \simeq 100$ K é $\Lambda_{H,H_2}/n_{H_2} \simeq 3 \times 10^{-26} \text{ erg/s}$. Em uma nuvem muito densa, com $n_{H_2} \simeq 10^4 \text{ cm}^{-3}$, $\Lambda_{H,H_2}/n_{H_2}^2 \simeq 3 \times 10^{-30} \text{ erg cm}^3 \text{ s}^{-1}$.

Outros processos físicos podem também ser importantes no resfriamento do meio interestelar. Entre eles, podemos destacar (i) o resfriamento pela ação de grãos interestelares; (ii) o resfriamento por outras moléculas, além de H₂ e HD, em particular o CO, que tem abundâncias típicas $n_{CO} \sim 10^{-4} n_{H_2}$, OH e H₂O e (iii) o resfriamento pela excitação colisional entre prótons e íons.

A função total de resfriamento, incluindo os processos colisionais elétron-íon e H-íon está mostrada na figura 9.6 em função da temperatura (A. Dalgarno, R. A. McCray, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 10, 375, 1972). A ordenada é a função Λ/n_H^2 , dada em $\text{erg cm}^3 \text{ s}^{-1}$, e as diferentes curvas referem-se a diferentes valores da ionização fracional, $x = n_e/n_H$. Nesta figura não estão incluídos processos envolvendo grãos ou moléculas. Para $T \lesssim 10^4$ K, o resfriamento depende sensivelmente da ionização fracional n_e/n_H . Para $n_e/n_H \lesssim 10^{-3}$ a função resfriamento é devida essencialmente ao impacto de

átomos de H, e não depende da razão n_e/n_H . As regiões mais quentes estão indicadas de maneira aproximada pela linha tracejada.

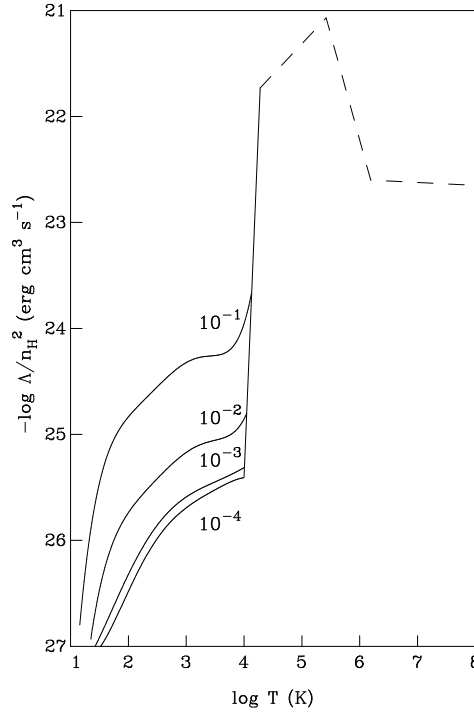


Figura 9.6 - Função resfriamento em regiões HI.

9.6 TEMPERATURA DE EQUILÍBRIO EM NUVENS INTERESTELARES

Vamos considerar o problema do equilíbrio térmico no meio interestelar. Seja $\Gamma_{\xi\eta}$ a contribuição das partículas de tipos ξ e η ao aquecimento do gás, isto é, $\Gamma_{\xi\eta}$ é a energia por unidade de volume e tempo ($\text{erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$) acrescentada ao gás pela interação das partículas ξ e η . Analogamente, seja $\Lambda_{\xi\eta}$ a contribuição destas partículas ao resfriamento do gás. Podemos então escrever a expressão

$$\Delta = \Gamma - \Lambda = \sum_{\xi\eta} (\Gamma_{\xi\eta} - \Lambda_{\xi\eta}) \quad (9.49)$$

Onde Δ é a diferença entre a energia introduzida e a retirada do gás. No caso mais geral, os processos de aquecimento e resfriamento dependem do tempo e

a função Δ é diferente de zero, podendo haver um ganho ou perda de energia do gás, de modo que sua temperatura se modificará com o tempo, como em processos transientes. Portanto, no caso geral, a temperatura T e também a densidade n do gás, medida em número de partículas por centímetro cúbico, variam com o tempo, sendo a taxa de variação determinada pelas funções de aquecimento e resfriamento. No estado estacionário temos

$$\Delta = 0 \quad \text{ou} \quad \Gamma = \Lambda \quad (9.50)$$

As funções Γ e Λ dependem em geral da temperatura. Portanto, no estado estacionário é possível definir uma *temperatura de equilíbrio* T_E , correspondendo à temperatura onde (9.50) é satisfeita. Nestas condições, para a determinação da temperatura de equilíbrio em uma região do meio interestelar, é necessário conhecer todos os processos de aquecimento e resfriamento, aplicando-se então a condição (9.50).

► EXEMPLO 9.16 - Ganho de energia e as leis da Termodinâmica

Pela primeira lei da termodinâmica, quando um sistema sofre uma interação em um processo infinitesimal, temos $dE = dQ - dW$, onde dE é a variação de energia interna, dQ é o calor absorvido pelo sistema e dW é o trabalho realizado pelo sistema, medidos, por exemplo, em erg. Se o processo for quase-estático, o calor absorvido dQ pode ser colocado em termos da variação da entropia do sistema dS (segunda lei da termodinâmica), ou seja $dQ = T dS$, onde dS é medida em erg/K. Chamando dV a variação de volume do sistema, temos $dW = p dV$, onde p é a pressão do gás (dina/cm²). Portanto obtemos a relação $T dS = dE + p dV$. Para um gás ideal, a energia interna depende apenas da temperatura, $E = E(T)$ e a equação de estado é $p = n k T$, onde k é a constante de Boltzmann e n é o número de partículas do gás por unidade de volume, ou $n = N/V$, sendo N o número total de partículas do gás em um volume V . Desta forma, o calor absorvido por unidade de volume (erg/cm³) pode ser escrito

$$\frac{dQ}{V} = n d\left(\frac{3}{2} k T\right) - k T dn \quad (9.51)$$

onde usamos o fato de que a energia interna de um gás perfeito e monoatômico é a sua energia cinética, $E \simeq (3/2) N k T$. Desta relação, o ganho total de energia por unidade de volume e por unidade de tempo é

$$\Delta = n \frac{d}{dt} \left(\frac{3}{2} k T \right) - k T \frac{dn}{dt} \quad (9.52)$$

dado em $\text{erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$. Desta equação vemos que, no estado estacionário, dT/dt e dn/dt são nulas, e obtemos as relações (9.50). Nas equações acima despreza-se a condução térmica, a qual não é importante para as temperaturas interestelares típicas, $T \lesssim 2 \times 10^4 \text{ K}$. Para temperaturas mais altas, como no caso do gás coronal, a condutividade térmica K é alta, e deve ser explicitamente considerada. A presença de um campo magnético na região de alta temperatura pode também afetar a condutividade térmica K . Considerando a condução eletrônica, (9.52) fica

$$\Delta = n \frac{d}{dt} \left(\frac{3}{2} k T \right) - k T \frac{dn}{dt} + \nabla \cdot (K \nabla T) \quad (9.53)$$

► EXEMPLO 9.17 - O tempo de resfriamento

Vamos considerar um processo em que a temperatura varia de um valor T até o valor de equilíbrio T_E , sendo dT/dt a taxa de variação. Neste caso, podemos definir o *tempo de resfriamento* do gás t_T como

$$t_T = -\frac{T - T_E}{dT/dt} = -\frac{\Delta T}{dT/dt} \quad (9.54)$$

Se houver resfriamento, $\Delta T > 0$, $dT/dt < 0$ e $t_T > 0$; se houver aquecimento, $\Delta T < 0$, $dT/dt > 0$ e $t_T > 0$. Podemos escrever

$$\frac{d}{dt} \left(\frac{3}{2} k T \right) = -\frac{3 k (T - T_E)}{2 t_T} \quad (9.55)$$

ou seja, o tempo de resfriamento corresponde à razão entre o excesso de energia do gás em relação ao valor no equilíbrio e a função aquecimento líquida $\Gamma - \Lambda$. Se t_T e T_E forem constantes no tempo

$$\frac{dT}{T - T_E} = -\frac{dt}{t_T} \quad (9.56)$$

Integrando (9.56) considerando $T = T_0$ em $t = 0$, obtemos

$$T - T_E = (T_0 - T_E) e^{-t/t_T} \quad (9.57)$$

Se t_T e T_E forem constantes, T tende a T_E segundo a função $\exp(-t/t_T)$. Para $t/t_T \rightarrow 0$, $T \rightarrow T_0$, para $t/t_T \simeq 1$, $T - T_E \simeq (T_0 - T_E)/e$. Geralmente, o tempo de resfriamento t_T definido por (9.54) é positivo. Pode, entretanto, acontecer que este tempo seja negativo em determinadas regiões, onde ocorrem instabilidades.

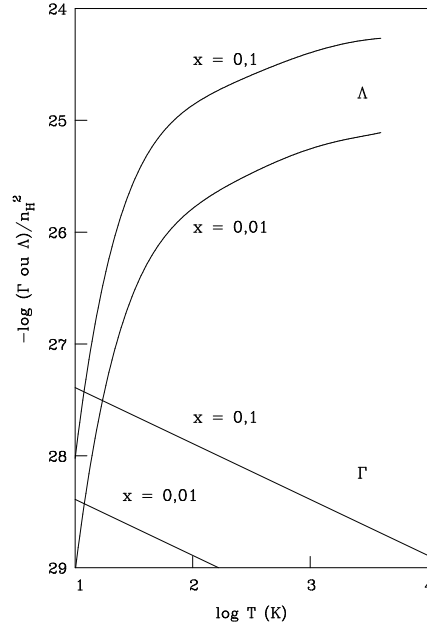


Figura 9.7 - Determinação da temperatura em regiões HI.

A temperatura de equilíbrio pode ser determinada igualando a função resfriamento com a função aquecimento. Isto está representado na figura 9.7, onde as duas curvas superiores correspondem à função resfriamento da figura 9.6 para $x = n_e/n_H = 0.1$ e 0.01 , enquanto que as retas no canto inferior esquerdo representam a função Γ_{eXr} dada por (9.24). Vemos que, mesmo para valores relativamente altos da ionização fracional ($x \simeq 0.1$) as temperaturas de equilíbrio são baixas, da ordem de $T_E \simeq 13$ K. Este valor é ainda um limite superior, pois foi desprezada a perda de energia pela recombinação. Sabemos que a análise de linhas espectrais em rádio ou no visível e ultravioleta indicam a presença de nuvens difusas no meio interestelar, com temperaturas da ordem de $80 - 100$ K, além de um meio internuvens de baixa densidade e temperatura $T \gtrsim 1000$ K. Portanto, outros mecanismos de aquecimento são necessários, além da fotoionização.

Para os raios cósmicos, os valores dados por (9.37) correspondem a valores da função aquecimento superiores aos mostrados na figura 9.7. Note-se que não foi incluída a ionização do He pelos raios cósmicos, o que pode aumentar a taxa acima. A comparação de (9.37) com as funções de resfriamento das figuras 9.6 e 9.7 mostra que, se a taxa de ionização pelos raios cósmicos estiver próxima do limite superior $\zeta_H \simeq 10^{-15} \text{ s}^{-1}$, a temperatura de equilíbrio poderá atingir os valores da ordem de 100 K para nuvens com $n_H \gtrsim 10 \text{ cm}^{-3}$. Vários problemas entretanto existem com relação a este mecanismo, em particular a dificuldade na obtenção de uma taxa realística próxima do limite superior e dificuldades encontradas no estudo da propagação dos raios cósmicos através do meio interestelar.

No caso da molécula de H_2 , o valor obtido em (9.39) é novamente da ordem dos valores da função aquecimento mostrados na figura 9.6. Portanto, Γ_{Hd} pode eventualmente contrabalançar o resfriamento pela excitação colisional de CII pelo H se $d_C \simeq 0.1$, $z_H \simeq 1$ e $n(\text{HI}) \simeq n_H$. Entretanto, os valores dos parâmetros d_C e z_H são incertos, e cálculos mais detalhados mostram que este mecanismo pode manter temperaturas da ordem de 80 K apenas em situações restritas.

No caso do aquecimento fotoelétrico por grãos, para $\tau \ll 1$ e $y_e \simeq 1$, a função aquecimento Γ_{ed} pode contrabalançar $\Lambda_{H,CII}$ na temperatura de equilíbrio $T_E \simeq 80 \text{ K}$, mesmo se $d_C \simeq 1$ com $n_H \simeq 100 \text{ cm}^{-3}$.

► EXEMPLO 9.18 - O tempo de resfriamento em regiões HI

O tempo de resfriamento t_T pode ser estimado a partir da figura 9.5 para o caso $T \gg T_E$. De (9.55), (9.49) e (9.52) temos

$$t_T \simeq -\frac{(3/2)k(T - T_E)}{(d/dt)(3kT/2)} \simeq -\frac{(3/2)kT}{(\Gamma - \Lambda)/n} \simeq (3/2) \frac{nkT}{\Lambda} \quad (\Gamma \ll \Lambda) \quad (9.58)$$

onde tomamos n constante e consideramos que, para $T \gg T_E$, temos $\Gamma \ll \Lambda$. Podemos escrever ainda, para $n_e/n_H \ll 1$

$$t_T \simeq \frac{3kT}{2} \frac{n/n_H}{(\Lambda/n_H^2)n_H} \simeq \frac{3kT}{2} \frac{1 + n_e/n_H}{(\Lambda/n_H^2)n_H} \simeq \frac{3kT}{2} \frac{1}{n_H(\Lambda/n_H^2)} \quad (9.59)$$

Considerando $T \simeq 100 \text{ K}$ e $n_e/n_H \simeq 10^{-4}$, da figura 9.5 obtemos $\Lambda/n_H^2 \simeq 3 \times 10^{-27} \text{ erg cm}^3 \text{ s}^{-1}$, de modo que

$$t_T \simeq \frac{2.2 \times 10^5}{n_H} \text{ ano} \quad (9.60)$$

Com $n_H \simeq 10 \text{ cm}^{-3}$ isto corresponde a $t_T \simeq 2 \times 10^4$ ano, que é um valor pequeno com relação à escala de tempo de vida das nuvens interestelares, $t_n \gtrsim 10^6$ ano. Analogamente, em uma região mais quente, com $T \sim 10^4 \text{ K}$ e $n_e/n_H \sim 10^{-1}$, temos $\Lambda/n_H^2 \simeq 6 \times 10^{-25} \text{ erg cm}^3 \text{ s}^{-1}$ e $t_T \simeq 1.1 \times 10^5/n_H$ ano. A precisão destas estimativas é da ordem de 30% para densidades $1 \lesssim n_H \text{ (cm}^{-3}) \lesssim 300$ e temperaturas $50 \lesssim T(\text{K}) \lesssim 600$. Alternativamente, podemos estimar o tempo de resfriamento para uma nuvem HI com $T = 100 \text{ K}$, $n_H = 10 \text{ cm}^{-3}$ e $n_e/n_H = 10^{-3}$. Da figura 9.6 com $T = 100 \text{ K}$ e $n_e/n_H = 10^{-3}$, temos $\Lambda/n_H^2 \simeq 4 \times 10^{-27} \text{ erg cm}^3 \text{ s}^{-1}$. De (9.60) temos $t_T \simeq 5.2 \times 10^{11} \text{ s} = 1.6 \times 10^4$ anos.

► EXEMPLO 9.19 - Temperatura de equilíbrio de nuvens interestelares

Vamos considerar uma nuvem interestelar com $n_H = 20 \text{ cm}^{-3}$ aquecida por partículas cósmicas pela ionização do H, segundo a taxa $\zeta_{RC} = 10^{-15} \text{ s}^{-1}$. Vamos estimar a energia por cm^3 por segundo fornecida ao gás, admitindo que a energia média dos elétrons ejetados pelos raios cósmicos é de 3.4 eV. Temos de (9.37)

$$\Gamma_{H,RC} \simeq n_H \zeta_H \bar{E} \simeq 1.1 \times 10^{-25} \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1} \quad (9.61)$$

Vamos admitir que a nuvem interestelar é resfriada apenas pela excitação colisional do C II por átomos de H, com um parâmetro de depleção do carbono $d_C = 0.2$, para obter a temperatura de equilíbrio da nuvem. De (9.47), a função resfriamento é dada por

$$\begin{aligned} \Lambda_{H,CII} &\simeq 7.9 \times 10^{-27} n_H^2 d_C e^{-92.0/T} \simeq \\ &6.4 \times 10^{-25} e^{-92.0/T} \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1} \end{aligned} \quad (9.62)$$

A tabela 9.2 relaciona alguns valores da função resfriamento para valores típicos da temperatura da nuvem. Considerando $\Gamma_{H,RC} \simeq \Lambda_{C,HII}(T_E)$, vemos que $T_E \simeq 53 \text{ K}$.

$\log T$	$\log \Lambda$	$\log T$	$\log \Lambda$
1.0	-28.2	1.8	-24.8
1.2	-26.7	2.0	-24.6
1.4	-25.8	2.2	-24.4
1.6	-25.2	2.4	-24.4

Tabela 9.2 - Função resfriamento em nuvens interestelares.

► EXEMPLO 9.20 - Temperatura dos grãos interestelares

No Exemplo 2.8 vimos que a temperatura dos grãos interestelares é de cerca de 20 K. Tanto em regiões de H neutro como ionizado, a temperatura dos grãos pode ser determinada admitindo um equilíbrio entre a energia absorvida pelos grãos por unidade de tempo e a energia emitida por eles, de maneira semelhante aos processos no gás analisados até agora. Os ganhos de energia dos grãos devem-se essencialmente à absorção da radiação estelar ou difusa e a colisões com partículas do gás, enquanto que as perdas são devidas à emissão, geralmente na região infravermelha do espectro. Vamos considerar o caso de uma nuvem interestelar em que o ganho de energia é devido essencialmente ao campo de radiação interestelar, ou seja, a energia ganha pelos grãos por unidade de tempo e por unidade de área projetada dos grãos (Γ) depende da densidade de energia do campo de radiação U_λ (unidades: $\text{erg cm}^{-3} \text{ \AA}^{-1}$) e do fator de eficiência para absorção, $Q_a(\lambda)$

$$\Gamma = c \int_0^\infty Q_a(\lambda) U_\lambda d\lambda \quad (9.63)$$

com unidades de $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. A energia perdida pelos grãos por unidade de área e tempo, admitindo que emitem como um corpo negro a uma temperatura T_d , é dada por

$$\Lambda(T_d) = 4\pi \int_0^\infty Q_a(\lambda) B_\lambda(T_d) d\lambda \quad (9.64)$$

A condição $\Gamma = \Lambda$ permite, em princípio, a determinação de T_d , podendo ser aplicada às regiões de H neutro ou ionizado. Temos então

$$c \int_0^\infty Q_a(\lambda) U_\lambda d\lambda = 4\pi \int_0^\infty Q_a(\lambda) B_\lambda(T_d) d\lambda \quad (9.65)$$

Esta equação pode ser resolvida conhecendo-se o campo de radiação interestelar e a variação do fator de eficiência para absorção com o comprimento de onda, o que pressupõe o conhecimento da natureza e propriedades ópticas dos grãos. Por exemplo, adotando $Q_a \propto 1/\lambda$ na faixa visível e infravermelha e representando o campo de radiação por um corpo negro com temperatura de 10^4 K e com um fator de diluição de 10^{-14} , obtemos $T_d \simeq 20$ K, apropriado para grãos de gelo, grafite e silicatos, com raios na faixa de $50 - 1000$ Å.

9.7 NEBULOSAS IONIZADAS INTERESTELARES

Vamos considerar algumas características das nebulosas gasosas ionizadas interestelares, as quais compreendem as *regiões H II*, *nebulosas planetárias* e *restos de supernovas*. As duas primeiras são essencialmente nuvens de gás e poeira associadas a estrelas muito quentes, responsáveis pela fotoionização do gás. Os restos de supernovas são também compostos de gás ionizado, embora neste caso a ionização seja de origem colisional. Um tratamento detalhado das propriedades físicas destas nebulosas, incluindo os processos de aquecimento e resfriamento nestas regiões e determinação de sua temperatura eletrônica pode ser encontrado em Osterbrock e Ferland (2005) e Maciel (2002).

9.7.1 O RAO DE STRÖMGREN

Vamos estimar as dimensões da região de H ionizado em torno de uma estrela central quente, com tipo espectral O ou B. Considerando uma região H II homogênea e esférica, seja Q_* o número de fótons ionizantes emitidos pela estrela por segundo. Admitindo equilíbrio de ionização, isto é, o número de ionizações por unidade de volume por segundo é igual ao número de recombinações por unidade de volume por segundo, podemos escrever

$$Q_* = \frac{4}{3} \pi r_s^3 n_e n_H \alpha \quad (9.66)$$

onde r_s é o raio da região ionizada, n_e e n_H são as densidades de elétrons e átomos de H, respectivamente, e α é o coeficiente de recombinação, essencialmente uma função da temperatura. Considerando a estrela como um corpo negro de raio R_* , podemos calcular o número de fótons ionizantes emitidos por segundo

$$Q_* = 4 \pi R_*^2 \int_{\nu_1}^{\infty} \frac{\pi F_\nu(R_*)}{h\nu} d\nu \quad (9.67)$$

onde F_ν é o fluxo radiativo, dado em $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$ na superfície da estrela. Conhecendo α como função da temperatura, podemos obter o raio r_s , que é o *raio de Strömgren*. De (9.66) obtemos

$$r_s = \left[\frac{3 Q_*}{4 \pi n_e n_H \alpha} \right]^{1/3} \quad (9.68)$$

Na tabela 9.3 são dados os valores de $r_s(n_e n_H)^{1/3}$ e Q_* para regiões HII em torno de estrelas da sequência principal de diversos tipos espectrais. Os cálculos foram feitos para $T \simeq 8000 \text{ K}$, de modo que $\alpha \simeq 3.1 \times 10^{-13} \text{ cm}^3/\text{s}$. Por exemplo, para uma estrela O5, admitindo $n_e \simeq n_H \sim 10 - 100 \text{ cm}^{-3}$, obtemos $r_s \simeq 5 - 20 \text{ pc}$.

tipo	T_{ef} (K)	R_* ($R_\odot$)	Q_* (10^{48} s^{-1})	$r_s(n_e n_H)^{1/3}$ (pc/cm ²)
O5	47000	13.8	51	110
O6	42000	11.5	17.4	77
O7	38500	9.6	7.2	57
O8	36500	8.5	3.9	47
O9	34500	7.9	2.1	38
B0	30900	7.6	0.43	22
B1	22600	6.2	0.0033	4.4

Tabela 9.3 - Propriedades de regiões HII.

9.7.2 TEMPERATURA DE NEBULOSAS FOTOIONIZADAS

Ao contrário das regiões HI, nas regiões HII a principal fonte de energia é conhecida: é a estrela central, ou estrelas centrais, e o principal mecanismo de aquecimento é a fotoionização do H, com uma componente secundária devida à fotoionização do He. Outros processos podem ocorrer, como o aquecimento fotoelétrico por grãos, como vimos no caso das nuvens interestelares. Este processo é afetado pelas incertezas relativas às propriedades dos grãos, em particular o *yield* fotoelétrico, o qual depende da natureza dos grãos, além da frequência da radiação absorvida por eles. O resfriamento é geralmente

considerado a partir da recombinação dos elétrons e prótons ou íons, a excitação colisional entre estes componentes, emissão livre-livre (*free-free*) e colisões grãos-gás. As perdas de energia no processo de recombinação do H são geralmente desprezíveis em relação aos ganhos pela fotoionização. A energia perdida pela excitação pode ser obtida por um processo semelhante ao usado para as nuvens interestelares. Como vimos, podemos obter expressões relativamente simples para as funções aquecimento e resfriamento para cada processo adotado. No caso das nebulosas fotoionizadas, a determinação da densidade de energia de U_ν é complicada por dois fatores: primeiro, U_ν é uma soma de duas componentes, a componente devida à radiação estelar U_ν^* e a componente devida à radiação difusa, U_ν^D . Em segundo lugar, U_ν sofre uma atenuação dentro da região H II causada pela absorção do gás e dos grãos. Portanto, no caso mais geral, a determinação da energia média do fotoelétron é mais complexa, sendo geralmente necessárias hipóteses simplificadoras.

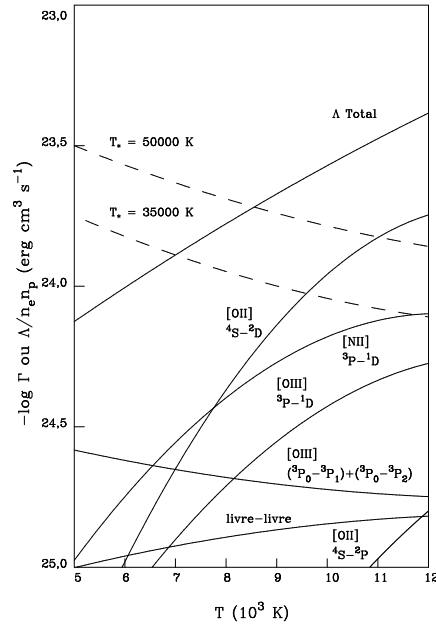


Figura 9.8 - As funções aquecimento e resfriamento em regiões HII.

Um exemplo da determinação das funções de aquecimento e resfriamento em regiões HII está mostrado na figura 9.8, onde estão representadas as funções $\Gamma/n_e n_p$ para duas estrelas diferentes com temperaturas de 50000 e 30000 K (linhas tracejadas) e a função resfriamento $\Lambda/n_e n_p$ para os principais

íons de O e N em uma região HII típica, além da função resfriamento total (linhas cheias). Vemos que o resfriamento total pelo O II em $T \simeq 10000$ K é da ordem de $10^{-24} \text{ erg cm}^3 \text{ s}^{-1}$. Da figura a temperatura de equilíbrio está na faixa $7000 \lesssim T(\text{K}) \lesssim 9000$.

Alguns resultados de modelos simples para a determinação da temperatura em regiões HII estão mostrados na figura 9.9, (W. J. Maciel, S. R. Pottasch, *Astronomy and Astrophys*, 106, 1, 1980), onde o aquecimento inclui a fotoionização do H e o efeito fotoelétrico dos grãos, indicados pelas curvas Γ_H e Γ_{ed} respectivamente, e o resfriamento é devido essencialmente à excitação colisional de átomos e íons. Estas funções dependem ainda da distância considerada até a estrela central, uma vez que deve ser considerado o efeito da diluição da radiação do campo estelar e o transporte radiativo no interior da nebulosa. Os resultados da figura 9.9 aplicam-se a uma nebulosa com uma densidade eletrônica $n_e = 10 \text{ cm}^{-3}$ na posição $r/r_s = 0.4$.

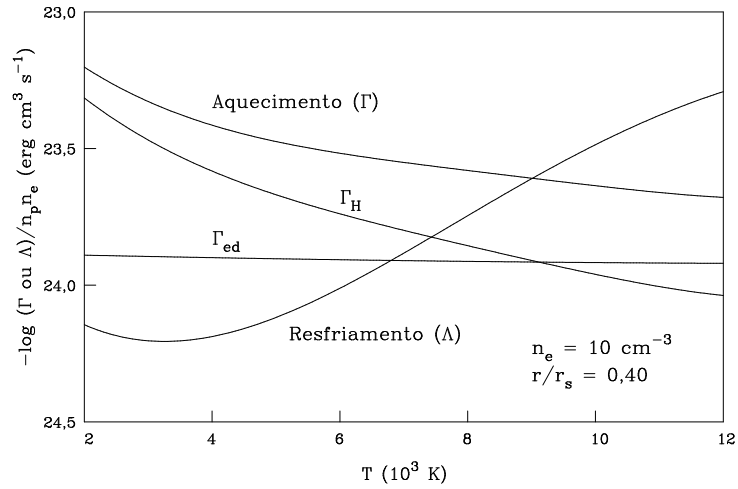


Figura 9.9 - Determinação da temperatura em regiões HII.

Neste caso o efeito dos grãos é mais intenso nas faixas intermediárias, entre cerca de 20% e 60% do raio de Strömgren. Nas regiões mais próximas da estrela a sobrevivência dos grãos é dificultada pela elevada densidade de radiação, enquanto que para regiões muito distantes a radiação estelar é muito atenuada, diminuindo a fração da radiação absorvida pelos grãos.

► EXEMPLO 9.21 - Escala de tempo dinâmica das nebulosas planetárias

Considerando velocidades de expansão típicas da ordem de 25 km/s e um raio médio da ordem de 0.4 pc a escala de tempo da fase de planetária é de cerca de 16 mil anos, sendo portanto de curta duração em relação às principais escalas de tempo de evolução estelar. A fase *protoplanetária*, entre o ramo assintótico das gigantes (AGB) e o início da fotoionização, é ainda mais curta por um fator da ordem de 10.

► EXEMPLO 9.22 - Escala de tempo de resfriamento em regiões HII

O tempo de resfriamento definido pela equação (9.58) pode ser estimado para uma região HII por

$$t_T \simeq -\frac{(3/2) k (T - T_E)}{(d/dt) (3 k T/2)} \simeq -\frac{(3/2) k (T - T_E)}{(\Gamma - \Lambda)/n_e} \quad (9.69)$$

para temperaturas na vizinhança de $T_E \simeq 8000$ K, obtemos

$$t_T \simeq \frac{2 \times 10^4}{n_p} \quad \text{ano} \quad (9.70)$$

para uma densidade eletrônica típica $n_e \simeq 100 \text{ cm}^{-3}$, temos $t_T \simeq 200$ anos. Por exemplo, para a região HII em Órion, obtemos $t_T \simeq 150$ anos. O tempo de resfriamento é geralmente maior que o tempo característico de recombinação t_r , de modo que o gás resfria mais rapidamente do que recombina.

► EXEMPLO 9.23 - Linhas de recombinação em rádio

No processo de recombinação elétron-próton em regiões ionizadas, a captura do elétron pode ocorrer em níveis de energia muito altos do H, $n > 40$. O elétron, então, sofre um processo de cascata, produzindo linhas de emissão no domínio rádio, as chamadas *linhas de recombinação em rádio*. A análise dessas linhas pode levar à determinação da temperatura eletrônica da nebulosa. Por exemplo, para $\Delta n = n_k - n_j = 1$ as linhas são denominadas $n\alpha$, como no caso de $H76\alpha$, vista no Exemplo 4.8. Neste caso a transição é de $n = 77$ para $n = 76$ do H, com $\nu = 1.47 \times 10^{10} \text{ Hz} = 1.47 \times 10^4 \text{ MHz} = 14.7 \text{ GHz}$, ou $\lambda \simeq 2 \text{ cm}$. Uma expressão aproximada para as transições- α admitindo uma profundidade óptica $\tau \ll 1$ (caso opticamente fino) pode ser escrita

$$T^{1.15} \simeq \frac{2.3 \times 10^4 \nu^{2.1}}{(T_L/T_C) \Delta\nu_h} \quad (9.71)$$

onde ν é a frequência no centro da linha em GHz, $\Delta\nu_h$ é a FWHM em kHz, e T_L/T_C é a razão das temperaturas de brilho entre a linha e o contínuo (ver por exemplo Z. Abraham, J. R. D. Lépine, M. A. Braz, Monthly Notices Roy. Astron. Soc. 193, 737, 1980). Para a linha H76 α , temos $\nu = 14.7$ GHz, $\Delta\nu_h \simeq 2b\nu\sqrt{\ln 2}/c \simeq 800$ kHz e $b \simeq 10^6$ cm/s (ver equação 4.20). Com $T_L/T_C \simeq 0.2$, temos $T \simeq 10^4$ K, típica para regiões HII. Por exemplo, considerando a linha H66 α ($\nu = 22.4$ GHz) para a região HII RCW 38, temos $T_L/T_C \simeq 0.14$ e $FWHM = 2500$ kHz, e de (9.71) obtemos uma temperatura $T_e \simeq 11100$ K, que pode ser comparada com o resultado obtido com uma expressão mais correta, $T_e \simeq 10600$ K.

► EXEMPLO 9.24 - Emissão de energia em Restos de supernovas

As estrelas mais massivas ($\gtrsim 10 M_\odot$) passam por estágios finais de evolução violentos, explodindo como supernovas. Uma classe mais rara de nebulosas ionizadas interestelares, os restos de supernovas, apresentam-se frequentemente como filamentos de gás ionizado movendo-se com velocidades da ordem de 300-6000 km/s em torno da região onde ocorreu a explosão (Vink 2020). O exemplo mais conhecido é a Nebulosa do Caranguejo (NGC 1952 = M1), o resto da supernova que explodiu em 1054 d.C. tendo sido registrada por astrônomos chineses. Após a explosão, é produzida uma onda de choque que aquece o gás a temperaturas maiores ou da ordem de 10^5 K. Nesta temperatura, as colisões entre átomos e elétrons são muito energéticas, ionizando o H, He e elementos pesados, e gerando raios X em uma escala de tempo da ordem de 100 a 10000 anos. Vimos uma estimativa da emissão de energia pelo processo síncrotron em Cas A no Exemplo 1.14. Além deste processo, pode também ser observada emissão por *Bremsstrahlung* de elétrons aquecidos pela onda de choque. Os restos de supernovas aquecem e enriquecem o meio interestelar com os elementos produzidos durante a vida da estrela progenitora e pela explosão, além de serem eficientes como aceleradores de raios cósmicos.

A principal característica observacional desses objetos é a presença de intensa radiação em frequências de rádio, produzida por mecanismos não térmicos. Essa emissão, na Nebulosa do Caranguejo, estende-se aos comprimentos de onda ópticos e do ultravioleta, sendo produzida essencialmente pelo

mecanismo síncrotron. Nos demais casos, a maior parte da energia é fornecida pela conversão da energia cinética das partículas do gás em calor, isto é, por meio das colisões dos filamentos com o gás interestelar. A energia liberada neste processo colisional ioniza e aquece o gás, podendo eventualmente ser convertida em radiação, inclusive em comprimentos de onda característicos dos raios X. Vemos que, ao contrário das regiões H II e nebulosas planetárias, que são fotoionizadas, os restos de supernovas são ionizados colisionalmente.

Antes de se misturar com o meio interestelar, os restos de supernovas passam por diversas fases, com uma expansão inicial até cerca de 200 a 300 anos, uma fase de expansão adiabática (Taylor-Sedov), até cerca de 20000 anos, e uma fase radiativa *snowplow* até da ordem de 500000 anos, em que ocorre a dissipação da energia transferida ao meio interestelar. A camada em expansão sofre uma desaceleração pela interação com o meio interestelar a partir de velocidades da ordem de 10^4 km/s até cerca de 10 km/s.

EXERCÍCIOS

- 9.1 Suponha que a função resfriamento para as temperaturas características do meio internuvens seja dada por $\Lambda/n_H^2 \simeq 3 \times 10^{-26} \text{ erg cm}^3 \text{ s}^{-1}$. Um modelo (E. L. O. Bakes, A. G. G. M. Tielens, *Astrophys. J.* 427, 822, 1994) prediz uma taxa de aquecimento por átomo de hidrogênio da ordem de $7 \times 10^{-27} \text{ erg/s}$. Qual é a densidade desta região interestelar?
- 9.2 Uma nuvem interestelar é aquecida por dois processos: (i) pela ionização do H pelos raios cósmicos a uma taxa de $5 \times 10^{-16} \text{ s}^{-1}$, correspondendo a fotoelétrons com energia média de 5 eV e (ii) pela radiação estelar, por meio da fotoionização do carbono. O resfriamento da nuvem é feito exclusivamente pela excitação colisional do C pelos elétrons. A nuvem tem uma densidade $n_H = 1 \text{ cm}^{-3}$ e uma ionização fracional $n_e/n_H = 0.1$. (a) Estime a função aquecimento ($\text{erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$) pelos raios cósmicos. (b) Estime a função aquecimento pela radiação estelar para as temperaturas típicas das nuvens. Considere o intervalo $10 \leq T(\text{K}) \leq 100$. Qual dos processos é dominante? (c) A função resfriamento pelos íons de C é dada aproximadamente por $\Lambda \simeq 7.23 \times 10^{-25} T^{-1/2} e^{-91.59/T}$ com unidades de $\text{erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$. Estime a temperatura da nuvem.
- 9.3 Admita que os grãos sólidos de uma nuvem interestelar são esféricos, com raio $a = 100 \text{ \AA}$ e densidade interna $s = 3 \text{ g/cm}^3$. (a) Qual é a

seção de choque geométrica dos grãos? (b) Qual é a massa dos grãos relativamente à massa do átomo de H? (c) Estime a área projetada dos grãos por núcleo de hidrogênio Σ_d , admitindo que a razão entre a massa total de grãos e a massa total de gás (razão grão-gás) é da ordem de 1/200. (d) Estime a energia fornecida para aquecer a nuvem por emissão fotoelétrica, considerando uma nuvem com $n_H = 1 \text{ cm}^{-3}$. Admita que o fluxo dos fotoelétrons é $F_e = 2 \times 10^6 \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ e a energia média do fotoelétron é de 5 eV.

- 9.4 Uma nuvem interestelar tem uma temperatura de 80 K e uma densidade $n \sim 10^5 \text{ cm}^{-3}$. Considerando que a nuvem é composta somente de H e H_2 , na proporção 1 para 1, qual seria a massa de Jeans da nuvem?
- 9.5 Considere uma nuvem esférica de raio $R = 100 \text{ pc}$ composta de H, com uma densidade numérica $n_H = 1 \text{ cm}^{-3}$. (a) Qual é a massa da nuvem? (b) Qual é o tempo de queda livre?
- 9.6 A emissão livre-livre (*bremsstrahlung*) do H pode dar uma contribuição à função resfriamento em regiões H II. Para um íon com densidade n_i e carga Z_i , a perda de energia por cm^3 e por segundo é dada por

$$\Lambda_{ll} = \frac{2^5 \pi e^6 Z_i^2}{3\sqrt{3} h m_e c^3} \left[\frac{2 \pi k T}{m_e} \right]^{1/2} n_i n_e g_{ll}$$

- (a) Estime $\Lambda_{ll}/n_p n_e$ para uma região H II de H puro com $T = 10^4 \text{ K}$. Tome o fator de Gaunt $g_{ll} \simeq 1$. (b) Estime $\Lambda_{ll}/n_p n_e$ para uma região H II contendo H e He. Admita que ambos estão uma vez ionizados, e considere uma abundância normal para o He. (c) Compare seus resultados com os valores equivalentes obtidos para o resfriamento devido à excitação colisional.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- BEECH, M. 2019, *Introducing the Stars: Formation, Structure and Evolution*, Springer
- CARROLL, B. W., OSTLIE, D. A. 2014, *An Introduction to Modern Astrophysics*, Pearson

- DOPITA, M. A., SUTHERLAND, R. S. 2003, *Astrophysics of the Diffuse Universe*, Springer
- DRAINE, B. T. 2011, *Physics of the Interstellar and Intergalactic Medium*, Princeton University Press
- DYSON, J. E., WILLIAMS, D. A. 1997, *The Physics of the Interstellar Medium*, IOP
- KWOK, S. 2000, *Origin and Evolution of Planetary Nebulae*, CUP
- KWOK, S. 2007, *Physics and Chemistry of the Interstellar Medium*, University Science Books
- LEQUEUX, J. 2004, *The interstellar medium*, Springer (paperback 2010)
- MACIEL, W. J. 2002, *Astrofísica do Meio Interestelar*, Edusp (edição em inglês: *Astrophysics of the Interstellar Medium*, Springer 2013)
- MACIEL, W. J. 2020, *Evolução Química da Galáxia*, IAG/USP
- OSTERBROCK, D. E., FERLAND, G. J. 2005, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, University Science Books
- SCHEFFLER, H., ELSÄSSER, H. 1988, *Physics of the Galaxy and Interstellar Matter*, Springer
- SPITZER Jr., L. 1978, *Physical Processes in the Interstellar Medium*, Wiley (student edition 1998)
- TIELENS, A. G. G. M. 2005, *The physics and Chemistry of the Interstellar Medium*, CUP (paperback 2010)
- VINK, J. F. 2020, *Physics and Evolution of Supernova Remnants*, Springer
- WARD-THOMPSON, D. 2015, *An Introduction to Star Formation*, CUP
- WYNN-WILLIAMS, G. 1992, *The Fullness of Space*, CUP

PROCESSOS DINÂMICOS EM PLASMAS

10.1 INTRODUÇÃO

Nos exemplos analisados até agora, consideramos geralmente sistemas gasosos essencialmente neutros, como por exemplo no caso das nuvens interestelares difusas. Em muitas situações astrofísicas, temos íons positivos e negativos, sensíveis à ação de campos elétricos e magnéticos, de modo que as equações dos plasmas devem ser aplicadas. Neste capítulo, vamos reexaminar algumas equações básicas da dinâmica dos fluidos, procurando generalizar essas equações para os plasmas, em particular, em suas aplicações magneto-hidrodinâmicas. Nossa ênfase estará nos processos que envolvem transporte de energia, em especial na presença de campos magnéticos.

Diversos textos tratam da astrofísica de plasmas, desde o nível introdutório até livros mais especializados. Vamos aqui seguir em linhas gerais o tratamento dado por Choudhuri (2010). Outras referências incluem Chiuderi e Velli (2015), Choudhuri (1998), Shu (1992) e Parker (1979). Uma descrição simplificada da atmosfera solar em termos da astrofísica de plasmas pode ser encontrada em Carroll e Ostlie (2014).

Muitas das situações que analisamos em capítulos anteriores envolvem plasmas. Por exemplo, na atmosfera do Sol e da maior parte das estrelas temos íons de muitos elementos pesados. Nos interiores estelares, onde a temperatura

é muito mais alta que na fotosfera, praticamente todos os elementos estão ionizados. Nas regiões HII, como vimos, o próprio hidrogênio está ionizado, assim como o hélio, pelo menos parcialmente. Na nuvens interestelares “neutras”, a interação dos raios cósmicos com o gás pode também ionizar e aquecer a nuvem, como vimos no capítulo 9. De fato, os próprios raios cósmicos são partículas carregadas de alta energia, movendo-se a velocidades próximas da velocidade da luz, e seus processos de aceleração a rigor envolvem interações de plasmas. Além disto, a interação destas partículas com os campos magnéticos galácticos dão origem a importantes processos de perda de energia, como no caso da radiação síncrotron.

► **EXEMPLO 10.1** - Linhas de ferro no espectro solar

A temperatura da fotosfera do Sol é aproximadamente $T \simeq 5800$ K, e a energia média das partículas nesta região é

$$E \simeq kT \simeq (1.38 \times 10^{-16})(5800) = 8.0 \times 10^{-13} \text{ erg} \simeq 0.5 \text{ eV} \quad (10.1)$$

Portanto, devemos esperar que o Fe esteja essencialmente neutro nesta região, ou seja, na forma Fe I, como pode ser visto pelos potenciais de ionização mostrados na tabela 10.1.

Ion	PI (eV)	T	Ion	PI (eV)	T (K)
Fe I	7.9	9.2×10^4	Fe XI	290	3.4×10^6
Fe II	16.2	1.9×10^5	Fe XII	331	3.8×10^6
Fe III	30.6	3.6×10^5	Fe XIII	361	4.2×10^6
Fe IV	54.8	6.4×10^5	Fe XIV	392	4.6×10^6
Fe V	75.0	8.7×10^5	Fe XV	457	5.3×10^6
Fe VI	99.1	1.2×10^6	Fe XVI	489	5.7×10^6
Fe VII	125	1.5×10^6	Fe XVII	1266	14.7×10^6
Fe VIII	151	1.8×10^6	Fe XVIII	1358	15.8×10^6
Fe IX	234	2.7×10^6	Fe XIX	1456	16.9×10^6
Fe X	262	3.0×10^6	Fe XX	1582	18.4×10^6

Tabela 10.1 - Potenciais de ionização do Fe.

A tabela também mostra valores típicos da temperatura necessária para a existência do íon considerado, obtida da equação acima. Vemos que a energia térmica média na fotosfera solar não é suficiente para ionizar os átomos de Fe, que devem portanto estar na forma Fe I. Este íon pode ser observado em absorção, isto é, os átomos de Fe da fotosfera podem absorver a radiação em comprimentos de onda característicos do íon Fe I vinda das regiões mais profundas, e portanto mais quentes, da atmosfera solar. De fato, o espectro solar analisado por Joseph Von Fraunhofer em 1814 apresenta diversas linhas do Fe, como pode ser visto na figura 10.1 (ver também a figura 4.1).

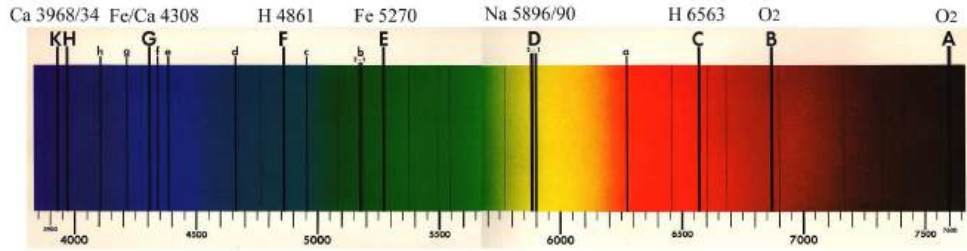


Figura 10.1 - Linhas de absorção no espectro solar.

Algumas das linhas estão identificadas, do Fe e de outros elementos. Outras linhas de absorção fotosféricas do Fe podem ser observadas, como as linhas nos comprimentos de onda 3860 Å, 4046 Å, 4384 Å, 5250 Å, 5380 Å, 5576 Å, 6302 Å, e 8689 Å. Linhas do Fe em altos estágios de ionização são também observadas no espectro da coroa solar, como visto na figura 10.2.

Considerando os potenciais de ionização da tabela 10.1, podemos estimar a energia necessária para a existência desses íons na coroa solar, usando o mesmo procedimento anterior. Por exemplo, para o íon Fe XV, observado pela linha em 284 Å, tomando $E \simeq PI \simeq kT$, temos

$$T \simeq \frac{PI}{k} \simeq \frac{(457) (1.60 \times 10^{-12})}{(1.38 \times 10^{-16})} \simeq 5.3 \times 10^6 \text{ K} \quad (10.2)$$

ou seja, uma temperatura da ordem de milhões de K é necessária para que o gás contenha esses íons com emissão em 284 Å, o que dá uma estimativa da temperatura da coroa solar.

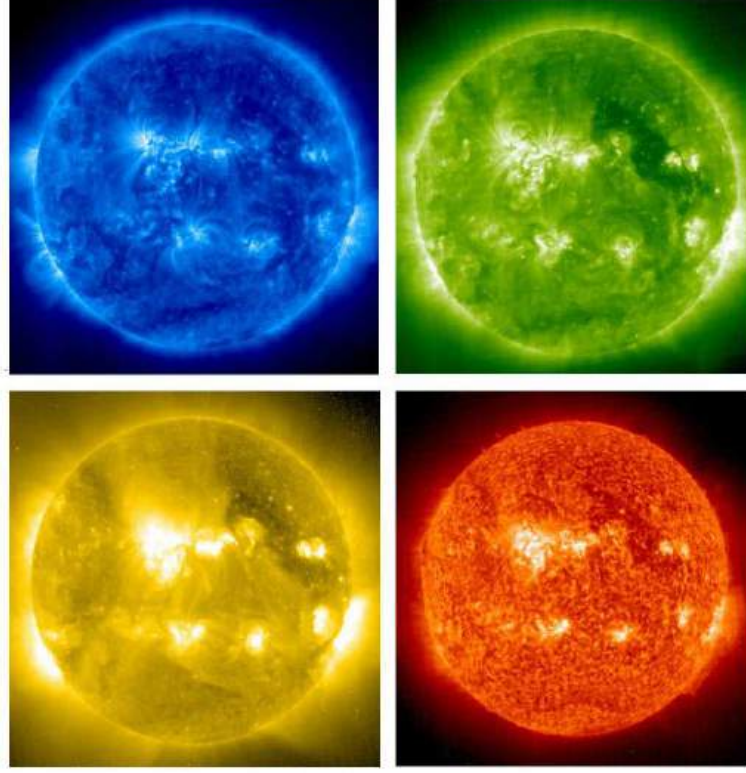


Figura 10.2 - A coroa solar em linhas do Fe e He. (a) Fe X, 171 Å, (b) Fe XII, 195 Å, (c) Fe XV, 284 Å, (d) He II, 304 Å.

Temperaturas semelhantes podem ser estimadas para a linha 304 Å do He, cujos potenciais de ionização são 24.6 eV (He I) e 54.4 eV (He II). É interessante notar que a abundância de Fe – incluindo todos os seus íons – é muito pequena na atmosfera solar. O valor médio desta abundância é

$$\epsilon(\text{Fe})_{\odot} = \log\left(\frac{n_{\text{Fe}}}{n_{\text{H}}}\right)_{\odot} + 12 = 7.5 \quad (10.3)$$

portanto

$$\left(\frac{n_{\text{Fe}}}{n_{\text{H}}}\right)_{\odot} \simeq 10^{7.5-12} = 10^{-4.5} = 3.2 \times 10^{-5} \quad (10.4)$$

ou seja, há cerca de 30000 átomos de H para cada átomo de Fe na fotosfera solar.

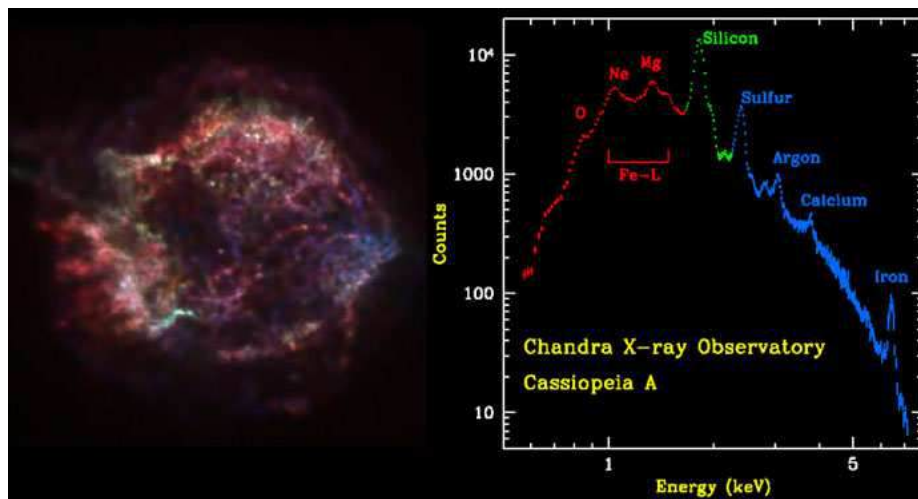


Figura 10.4 - O remanescente de supernova Cas A e espectro em altas energias.

► EXEMPLO 10.3 - Linhas de metais ionizados em galáxias “early type”

Galáxias elípticas do tipo *early type* mostram em seus espectros também muitas linhas de elementos altamente ionizados, indicativas de plasmas. A figura 10.5 mostra linhas de Fe II, Ar III, Ne IV, S III, etc. nos espectros de várias dessas galáxias na faixa do infravermelho.

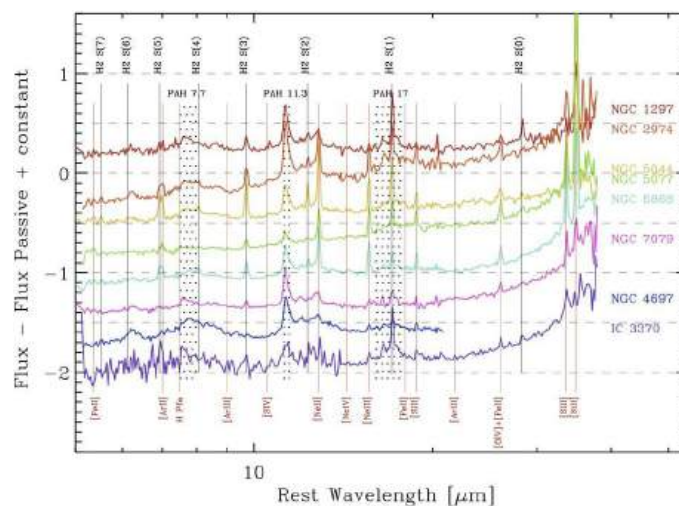


Figura 10.5 - Espectros de galáxias early type (ETG).

10.2 EQUAÇÕES DA DINÂMICA DE FLUIDOS

Para estudar os principais fenômenos envolvendo campos magnéticos em plasmas precisamos das equações da Magnetohidrodinâmica (MHD), que são essencialmente as mesmas equações da dinâmica dos fluidos com a adição dos fenômenos eletromagnéticos. Vamos inicialmente reexaminar as equações da dinâmica dos fluidos, que já vimos ao estudar os ventos estelares na seção 5.3. Algumas referências sobre as equações da mecânica dos fluidos e aplicações astrofísicas são Batchelor (2000), Battaner (1996) e Trefl (1975).

10.2.1 ELEMENTO DE VOLUME EM UM FLUIDO

De modo geral, uma substância é considerada como um fluido se o menor elemento de volume a ser considerado contém um número suficiente de partículas (átomos, moléculas, estrelas, etc.) para que as propriedades médias da substância variem de maneira contínua. Em outras palavras, o que se convenção chamar ponto ou elemento de volume em um fluido contém na realidade um grande número de partículas. A hipótese do contínuo pode também ser formulada em termos do caminho livre médio das moléculas do fluido. De fato, o caminho livre médio de uma molécula é inversamente proporcional à densidade numérica das partículas na substância considerada. Portanto, para que um determinado elemento de volume seja considerado contínuo, a densidade das moléculas deve ser suficientemente alta, isto é, o caminho livre médio λ precisa ser pequeno com relação a uma dimensão característica do sistema.



Figura 10.6 - Copo com água: exemplo de um fluido.

► EXEMPLO 10.4 - Copo de água

Vamos considerar um exemplo simples de um fluido: um copo contendo água (figura 10.6). Considerando a densidade da água nas condições usuais $\rho \simeq 1 \text{ g/cm}^3$ e a massa de uma molécula $m \simeq 18m_H$, onde $m_H = 1.67 \times 10^{-24} \text{ g}$ é a

massa do átomo de H, a densidade numérica de moléculas de água no copo é

$$n \simeq \frac{\rho}{m} \simeq \frac{\rho}{18 m_H} \simeq 3 \times 10^{22} \text{ cm}^{-3} \quad (10.6)$$

Em ordem de grandeza, o caminho livre médio das moléculas pode ser aproximado pela separação média entre as moléculas,

$$\lambda \sim n^{-1/3} \simeq 3 \times 10^{-8} \text{ cm} \quad (10.7)$$

Uma dimensão característica do sistema (o copo) é o seu raio médio, $R \simeq 5$ cm. Portanto, temos $\lambda \ll R$, de modo que a hipótese do contínuo é satisfeita.

► EXEMPLO 10.5 - Grãos em um envelope estelar

As estrelas gigantes vermelhas perdem massa para o meio interestelar de maneira contínua, de modo que possuem um envelope circunstelar situado além de suas camadas fotosféricas (ver seção 5.5). Os grãos de poeira são provavelmente responsáveis por pelo menos parte dessa perda de massa, estando localizados no envelope juntamente com o gás. Vamos considerar o envelope circunstelar de uma estrela gigante vermelha, onde coexistem grãos sólidos e gás. A densidade numérica das partículas de gás é tipicamente $n \sim 10^8 \text{ cm}^{-3}$. Por outro lado, podemos considerar os grãos como partículas esféricas com raio $a \simeq 1000 \text{ Å} = 10^{-5} \text{ cm}$. A seção de choque para colisões grãos-gás, admitida da ordem da seção geométrica dos grãos, é dada por

$$\sigma \sim \pi a^2 \sim 3 \times 10^{-10} \text{ cm}^2 \quad (10.8)$$

portanto, o caminho livre médio dos grãos para estas colisões é

$$\lambda \sim \frac{1}{n \sigma} \sim 30 \text{ cm} \quad (10.9)$$

Uma dimensão característica de um envelope circunstelar é o seu raio, tipicamente da ordem de vários raios estelares, ou $R \sim 10^{14} \text{ cm}$. Vemos que $\lambda \ll R$, o que justifica o tratamento do envelope de gás e grãos como um fluido.

10.2.2 EQUAÇÕES BÁSICAS

Considerando novamente um fluido não viscoso em movimento, na ausência de campos magnéticos, vimos que este fluido pode ser caracterizado por cinco quantidades, como as três componentes da velocidade $\vec{v}$, a pressão P e densidade ρ . Se o fluido possuir viscosidade, componentes tangenciais das forças entre duas superfícies consideradas devem ser levadas em conta,

e a equação do movimento de Euler deve ser substituída pelas equações de Navier-Stokes. Para uma discussão simplificada dessas equações ver Maciel (2004, capítulo 7).

As cinco equações que determinam essas quantidades são a equação de continuidade da massa, a equação de Euler (três componentes), e uma equação exprimindo a conservação da energia no fluido. Esta descrição corresponde ao “modelo contínuo”, em que as equações hidrodinâmicas são escritas em termos de variáveis macroscópicas, como P , ρ e $\vec{v}$ em função da posição $\vec{r}$. Já vimos estas equações no capítulo 5. A equação de continuidade pode ser escrita como

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \vec{\nabla} \cdot (\rho \vec{v}) = 0 \quad (10.10)$$

A equação do movimento pode ser escrita em termos da derivada total (descrição lagrangiana), ou considerando separadamente os dois termos (descrição euleriana). A equação do movimento, ou Equação de Euler, pode ser escrita

$$\frac{\partial \vec{v}}{\partial t} + (\vec{v} \cdot \vec{\nabla}) \vec{v} = -\frac{1}{\rho} \vec{\nabla} P \quad (10.11)$$

Se o fluido estiver sob ação de um campo de forças externas $\vec{F}$ (dina/cm³), isto é, $\vec{F}$ é a força que atua em um volume unitário, como no caso de um campo gravitacional, temos

$$\frac{\partial \vec{v}}{\partial t} + (\vec{v} \cdot \vec{\nabla}) \vec{v} = -\frac{1}{\rho} \vec{\nabla} P + \frac{1}{\rho} \vec{F} \quad (10.12)$$

A equação de energia é geralmente a mais complexa, a não ser que alguma hipótese simplificadora seja feita. Por exemplo, no caso de fluidos isotérmicos, esta equação é substituída por uma expressão mais simples, $T = \text{constante}$, e no caso de movimentos adiabáticos temos

$$P = \text{constante} \times \rho^\gamma \quad (10.13)$$

ou $T = \text{constante} \times \rho^{\gamma-1}$, onde γ é novamente a razão dos calores específicos. Versões mais completas da equação de energia podem ser escritas como

$$\frac{\partial [\rho(v^2/2 + e)]}{\partial t} + \vec{\nabla} \cdot [\rho \vec{v}(v^2/2 + e + P/\rho) + \vec{q}_c] = \vec{v} \cdot \vec{F} + Q_A + Q_R \quad (10.14)$$

onde e é a energia interna por unidade de massa (erg/g), $\vec{q}$ é o fluxo de energia transportada (erg cm⁻² s⁻¹), tal que $\vec{\nabla} \cdot \vec{q}$ é a energia transportada

por centímetro cúbico por segundo; Q_A é a taxa de deposição de energia acústica ou mecânica (unidades: $\text{erg cm}^{-3} \text{s}^{-1}$); Q_R é a taxa de deposição de energia radiativa ($\text{erg cm}^{-3} \text{s}^{-1}$); $\vec{q}_c$ é o fluxo de energia transportado pela condução (unidades $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$), como vimos na seção 5.3.

10.3 CRITÉRIO DE INSTABILIDADE DE JEANS

No Exemplo 7.8 (ver também o Exemplo 9.5) fizemos uma estimativa da massa necessária para uma nuvem protoestelar se condensar e formar estrelas, obtendo a massa de Jeans M_J (equação 7.48). Vamos agora examinar em maiores detalhes os critérios de instabilidade requeridos de um fluido para que isto aconteça (ver por exemplo Choudhuri 2010).

Vamos considerar uma perturbação em uma nuvem de gás, que produza uma compressão localizada. O excesso de pressão gera ondas acústicas que se propagam no gás, tendendo a reverter à situação de equilíbrio, mas a atração gravitacional da região comprimida tende a atuar no sentido oposto, atraindo mais gás para a região comprimida e favorecendo a formação estelar. Em outras palavras, se a perturbação crescer com o tempo o gás afasta-se do equilíbrio, mas se ela decrescer, o gás permanece estável. No primeiro caso, ocorre uma instabilidade dinâmica no gás, conhecida como *instabilidade de Jeans*, após seu estudo pioneiro em 1902. Vamos considerar um gás que, no estado não perturbado, é caracterizado pelas quantidades P_0 (pressão), ρ_0 (densidade) e ϕ_0 (potencial gravitacional), denotando as quantidades perturbadas por $P_0 + P_1$, $\rho_0 + \rho_1$ e $\phi_0 + \phi_1$, e uma velocidade v_1 . Vamos considerar a relação entre a força $\vec{F}$ e o potencial dada por

$$\vec{F} = -\rho \vec{\nabla} \phi \quad (10.15)$$

Examinando a equação de continuidade (10.10) e a equação de energia no caso adiabático, equação (10.13), é fácil ver que essas equações se anulam no estado estacionário. De fato, a única equação não trivial é a equação de Euler. No estado estacionário, temos $\vec{\nabla} P \rightarrow \vec{\nabla} P_0$ e $\vec{F} \rightarrow \vec{F}_0 = -\rho_0 \vec{\nabla} \phi_0$, e esta equação pode ser escrita

$$\vec{\nabla} P_0 = -\rho_0 \vec{\nabla} \phi_0 \quad (10.16)$$

o potencial deve ainda satisfazer a equação de Poisson, de modo que

$$\nabla^2 \phi_0 = 4\pi G \rho_0 \quad (10.17)$$

As equações (10.16) e (10.17) não podem ser satisfeitas em um gás infinito em repouso. Se P_0 é constante, de (10.16) o potencial ϕ_0 deve também ser constante, o que requer $\rho_0 = 0$ em (10.17). Apesar disto, podemos *admitir*

que essas equações sejam satisfeitas, o que leva a uma dedução simplificada do critério de instabilidade de Jeans (para maiores detalhes ver Choudhuri 2010, capítulo 8, e para soluções mais rigorosas ver Spitzer 1978).

Para verificar como as perturbações variam com o tempo, podemos linearizar as equações dos fluidos, mantendo somente os termos lineares de primeira ordem. Neste caso podemos mostrar que as perturbações ρ_1 , $\vec{v}_1$ e ϕ_1 variam com o tempo segundo as relações

$$\frac{\partial \rho_1}{\partial t} + \rho_0 \vec{\nabla} \cdot \vec{v}_1 = 0 \quad (10.18)$$

$$\rho_0 \frac{\partial \vec{v}_1}{\partial t} = -c_s^2 \vec{\nabla} \rho_1 - \rho_0 \vec{\nabla} \phi_1 \quad (10.19)$$

$$\nabla^2 \phi_1 = 4\pi G \rho_1 \quad (10.20)$$

onde introduzimos a velocidade de propagação das perturbações c_s

$$c_s^2 = \frac{\gamma P_0}{\rho_0} \quad (10.21)$$

► EXEMPLO 10.6 - Atração gravitacional desprezível

Vamos examinar o caso simples em que o excesso de atração gravitacional produzido pela perturbação seja desprezível, como no caso da propagação de ondas sonoras na atmosfera. Nesse caso, de (10.19),

$$\rho_0 \frac{\partial \vec{v}_1}{\partial t} \simeq -c_s^2 \vec{\nabla} \rho_1 \quad (10.22)$$

tomando a divergência,

$$-\rho_0 \frac{\partial}{\partial t} (\vec{\nabla} \cdot \vec{v}_1) \simeq c_s^2 \nabla^2 \rho_1 \quad (10.23)$$

de (10.18), temos

$$\frac{\partial^2 \rho_1}{\partial t^2} \simeq -\rho_0 \frac{\partial}{\partial t} (\vec{\nabla} \cdot \vec{v}_1) \quad (10.24)$$

portanto,

$$\left(\frac{\partial^2}{\partial t^2} - c_s^2 \nabla^2 \right) \rho_1 = 0 \quad (10.25)$$

que é a equação para a propagação de ondas sonoras, onde c_s é identificada com a velocidade do som no meio considerado.

Para obter uma solução mais geral, vamos considerar perturbações na forma de componentes de Fourier, de modo que as variáveis ρ_1 , v_1 e ϕ_1 sejam proporcionais a $\exp[i(\vec{k} \cdot \vec{x} - \omega t)]$, onde $\vec{k}$ é o número de onda e ω é a frequência, como por exemplo em $\rho_1 = \text{constante } e^{i(\vec{k} \cdot \vec{x} - \omega t)}$. Neste caso podemos mostrar que a perturbação tem como consequência uma instabilidade se $k < k_J$, onde

$$k_J^2 = \frac{4\pi G \rho_0}{c_s^2} \quad (10.26)$$

Esta é portanto a condição para a existência da instabilidade. Se $k > k_J$, teremos uma perturbação oscilatória, que não levará a uma instabilidade. No caso $k < k_J$ podemos então obter um valor mínimo para o tamanho necessário da perturbação, dado por

$$\lambda > \lambda_J = \frac{2\pi}{k_J} \quad (10.27)$$

Este é precisamente o *comprimento de Jeans*, e a massa correspondente é a *massa de Jeans*

$$M_J = \frac{4}{3} \pi \lambda_J^3 \rho_0 \quad (10.28)$$

Escrevendo (10.21) na forma

$$c_s^2 = \frac{\gamma P_0}{\rho_0} = \frac{\gamma k T}{\mu m_H} \simeq \frac{k T}{\mu m_H} \quad (10.29)$$

onde μ é novamente o peso molecular médio, $m_H = 1.67 \times 10^{-24}$ g é a massa do átomo de H, $k = 1.38 \times 10^{-16}$ erg/K é a constante de Boltzmann e tomamos $\gamma \simeq 1$, apropriado por exemplo a um gás isotérmico, obtemos

$$M_J = \frac{4\pi^{5/2}}{3} \left(\frac{k T}{G \mu m_H} \right)^{3/2} \frac{1}{\rho_0^{1/2}} \quad (10.30)$$

Esta equação pode ser comparada com a massa de Jeans estimada anteriormente (ver equações 7.48 e 9.9). Em todos os casos, $M_J \propto T^{3/2} \mu^{-3/2} \rho^{-1/2}$.

► EXEMPLO 10.7 - Estimativa do comprimento e da massa de Jeans

Vamos aplicar a equação (10.30) a uma nuvem com temperatura de 100 K e uma densidade de 1 partícula por cm^3 . Obtemos $M_J \simeq 4 \times 10^5 M_\odot$, apropriada a um aglomerado estelar, e $\lambda_J \simeq 160$ pc.

10.4 EQUAÇÕES BÁSICAS DE MHD

A hipótese do contínuo pode ser aplicada a diversas situações astrofísicas, em particular quando o caminho livre médio das partículas – estabelecido essencialmente por meio de colisões – é pequeno com relação às dimensões típicas do sistema. Podemos então dizer que as colisões favorecem o comportamento de um sistema como um fluido contínuo. Campos magnéticos em um plasma podem também manter partículas carregadas confinadas localmente por um tempo suficientemente longo para que o sistema se comporte como um fluido, mesmo que os processos colisionais não sejam eficientes. As equações da magnetohidrodinâmica (MHD) devem ser usadas em fluidos que são bons condutores de eletricidade.

Um tratamento detalhado das aplicações astrofísicas da MHD está além dos objetivos deste texto, e o leitor interessado poderá consultar alguns dos livros relacionados na bibliografia. A equação de continuidade (10.10) reflete essencialmente a conservação da massa, e não sofre modificações com a inclusão de um campo magnético, e a equação de energia na forma (10.13) pode em princípio ser mantida de forma aproximada, mas uma análise mais completa da equação de energia na forma (10.14) está além dos objetivos deste texto. Nesta seção, vamos nos limitar a enunciar as principais modificações introduzidas na equação de Euler (10.12) pela presença de um campo magnético. Nesse caso, além das duas variáveis termodinâmicas usuais (geralmente P e ρ) e das três componentes da velocidade, é necessário especificar o vetor campo magnético $\vec{B}$ para que o plasma possa ser descrito em um modelo magnetohidrodinâmico. Esse tipo de modelo é freqüentemente útil nas aplicações astrofísicas, em particular em processos não relativísticos em que os movimentos do plasma são essencialmente constantes ou variam lentamente com o tempo, ou seja, quando a escala de tempo τ dos processos físicos é muito maior que o inverso da freqüência do plasma, ω_p , isto é, $\tau \gg 1/\omega_p$. Por exemplo, essas condições se aplicam geralmente aos ventos estelares, nos casos em que os movimentos do plasma devem-se à ação de forças mecânicas e magnéticas. A equação de Euler (10.12) pode ser escrita

$$\frac{\partial \vec{v}}{\partial t} + (\vec{v} \cdot \vec{\nabla}) \vec{v} = -\frac{1}{\rho} \vec{\nabla} P + \frac{1}{\rho} \vec{F} + \frac{1}{\rho c} \vec{J} \times \vec{B} \quad (10.31)$$

onde $\vec{B}$ é o campo magnético e $\vec{J}$ é a densidade de corrente elétrica. Como nas demais aplicações deste texto, usamos preferencialmente o sistema de unidades gaussiano, onde as quantidades elétricas estão em u.e.s. e as magnéticas em u.e.m. Uma derivação da equação (10.31) a partir de processos microscópicos pode ser encontrada em Choudhuri (1998, capítulo 13). No modelo MHD

podemos escrever a equação de Maxwell sem o termo da corrente de deslocamento na forma

$$\vec{\nabla} \times \vec{B} = \frac{4\pi}{c} \vec{J}, \quad (10.32)$$

ou seja, a densidade de corrente $\vec{J}$ pode ser obtida a partir do campo magnético $\vec{B}$ e vice-versa. Substituindo (10.32) em (10.31) temos

$$\frac{\partial \vec{v}}{\partial t} + (\vec{v} \cdot \vec{\nabla}) \vec{v} = -\frac{1}{\rho} \vec{\nabla} P + \frac{1}{\rho} \vec{F} + \frac{1}{4\pi\rho} (\vec{\nabla} \times \vec{B}) \times \vec{B} \quad (10.33)$$

usando a identidade vetorial

$$\vec{\nabla}(\vec{A} \cdot \vec{B}) = \vec{A} \times (\vec{\nabla} \times \vec{B}) + \vec{B} \times (\vec{\nabla} \times \vec{A}) + (\vec{A} \cdot \vec{\nabla}) \vec{B} + (\vec{B} \cdot \vec{\nabla}) \vec{A} \quad (10.34)$$

e tomando $\vec{A} = \vec{B}$, é fácil mostrar que

$$(\vec{\nabla} \times \vec{B}) \times \vec{B} = (\vec{B} \cdot \vec{\nabla}) \vec{B} - \vec{\nabla} \left(\frac{B^2}{2} \right) \quad (10.35)$$

substituindo esta equação em (10.33) obtemos a forma alternativa da equação de Euler,

$$\frac{\partial \vec{v}}{\partial t} + (\vec{v} \cdot \vec{\nabla}) \vec{v} = \frac{1}{\rho} \vec{F} - \frac{1}{\rho} \vec{\nabla} \left(P + \frac{B^2}{8\pi} \right) + \frac{(\vec{B} \cdot \vec{\nabla}) \vec{B}}{4\pi\rho} \quad (10.36)$$

De (10.36) vemos que o termo $B^2/8\pi$ corresponde à *pressão magnética*, introduzida pela presença do campo magnético. O último termo em (10.36) está relacionado com a *tensão magnética* ao longo das linhas de força magnéticas, isto é, o campo magnético está associado a uma pressão isotrópica e além disso a uma tensão ao longo das linhas de campo.

► EXEMPLO 10.8 - Pressão magnética na atmosfera solar

Como exemplo, podemos comparar a pressão magnética $B^2/8\pi$ com a pressão do gás em alguns pontos da atmosfera solar. Na fotosfera, a pressão varia por diversas ordens de grandeza, mas podemos considerar um ponto médio onde a densidade total de partículas é da ordem de 10^{17} cm^{-3} e a temperatura é da ordem de 6000 K, de modo que a pressão total é de 10^5 dina/cm^2 . Pressões equivalentes são obtidas por campos magnéticos da ordem de 1500 Gauss.

Valores semelhantes são observados em regiões da atmosfera solar como as praias e fáculas solares, e valores ainda mais altos, $B \sim 3000$ Gauss, são associados às regiões umbrais das manchas solares (ver figura 6.9). Nestas, a temperatura tende a ser um pouco mais baixa que na fotosfera, mas as densidades mais altas levam a pressões também da ordem de 10^5 dina/cm² ou superiores. Nas regiões mais externas, associadas ao vento solar, o campo é provavelmente mais baixo por algumas ordens de grandeza, atingindo valores próximos ao do campo magnético terrestre, $B \sim 1$ Gauss. Nesse caso, as pressões magnéticas são da ordem de 10^{-2} dina/cm², o que pode ser comparado com o valor da pressão do gás em uma região coronal a cerca de 2 raios solares da superfície do Sol, na qual a densidade $n \sim 10^6$ cm⁻³, $T \sim 10^6$ K e a pressão $P \sim 10^{-3}$ dina/cm².

Campos magnéticos são também associados às atmosferas e envelopes de estrelas gigantes vermelhas, embora sua intensidade seja incerta. Por exemplo, no envelope de uma gigante vermelha com $T \sim 10^3$ K e $n \sim 10^8$ cm⁻³, a pressão do gás é da ordem de 10^{-5} dina/cm², valor equivalente à pressão magnética de um campo de apenas $B \sim 10^{-2}$ Gauss, sugerindo que os campos magnéticos têm efetivamente efeitos na dinâmica dos envelopes circunstelares.

► EXEMPLO 10.9 - Pressão magnética nas manchas solares

A intensidade do campo magnético no centro da umbra das manchas solares é tipicamente $B \simeq 2 \times 10^3$ G. Considerando que a pressão do gás na base da fotosfera solar é da ordem de $P_g \simeq 2 \times 10^5$ dina/cm², vamos comparar a pressão magnética nesta região com a pressão do gás. A pressão magnética é numericamente igual à densidade de energia magnética, ou seja

$$P_m \simeq \frac{B^2}{8\pi} \quad (10.37)$$

onde B está em G e P_m em dina/cm². Portanto, $P_m \simeq 1.59 \times 10^5$ dina/cm² e $P_m/P_g \simeq 0.8$. Alternativamente podemos usar a equação

$$P_m \simeq \frac{B^2}{2\mu_0} \quad (10.38)$$

onde $\mu_0 \simeq 4\pi \times 10^{-7}$ N/A² é a permeabilidade do vácuo, B está em T, e P_m em N/m². Temos então $B \simeq 0.2$ T e $P_m \simeq 1.59 \times 10^4$ N/m². Com $P_g \simeq 2 \times 10^4$ N/m², obtemos novamente $P_m/P_g \simeq 0.8$.

► EXEMPLO 10.10 - Densidade de energia magnética no Sol

Tomando o valor médio do campo magnético solar como $B \simeq 10^3$ G = 0.1 T, podemos estimar a densidade de energia magnética do sol por

$$U_B \simeq \frac{B^2}{8\pi} \simeq 4.0 \times 10^4 \text{ erg/cm}^3 \quad (10.39)$$

comparando com a densidade de energia gravitacional

$$U_g \simeq \frac{G M_\odot^2}{R_\odot^4} \simeq 1.1 \times 10^{16} \text{ erg/cm}^3 \quad (10.40)$$

obtemos a relação

$$\frac{U_B}{U_g} \simeq \frac{B^2 R_\odot^4}{8\pi G M_\odot^2} \simeq 3.5 \times 10^{-12} \quad (10.41)$$

► EXEMPLO 10.11 - Densidade de energia nos flares solares

Vamos considerar um grande *flare* solar ocorrendo em uma região onde a intensidade do campo magnético é $B \simeq 0.03 \text{ T}$, liberando cerca de $E_f \sim 10^{25} \text{ J}$ em aproximadamente uma hora (cf. Exemplo 1.4). De (10.38) a densidade de energia magnética na região do *flare* antes da erupção é

$$U_m \simeq \frac{B^2}{2\mu_0} \simeq \frac{(0.03)^2}{(2)(4\pi 10^{-7})} \simeq 360 \text{ J/m}^3 \quad (10.42)$$

O volume da região onde se originou o *flare* é $V_m \simeq E_f/U_m \simeq 2.78 \times 10^{22} \text{ m}^3$, correspondendo a cerca de 25 volumes terrestres, onde usamos $V_T \simeq (4/3)\pi R_T^3$, com $R_T \simeq 6400 \text{ km}$.

► EXEMPLO 10.12 - Ondas de Alfvén e flares solares

Perturbações nas linhas de força do campo magnético propagam-se na forma de ondas transversais chamadas *Ondas de Alfvén*. Estas ondas têm uma velocidade de propagação dada por

$$v_A \simeq \frac{B}{\sqrt{\mu_0 \rho}} \quad (10.43)$$

onde μ_0 é novamente a permeabilidade do vácuo, B está em T, v_A em m/s e ρ é a densidade (g/cm^3) da região considerada. No caso do *flare* solar do Exemplo (10.11), tomando uma densidade típica para a fotosfera solar $\rho \simeq 4.9 \times 10^{-9} \text{ g/cm}^3 \simeq 4.9 \times 10^{-6} \text{ kg/m}^3$ obtemos $v_a \simeq 12.1 \text{ km/s}$. Admitindo que a região onde se origina o *flare* tem dimensões da ordem de $R \sim V_m^{1/3} \sim 3.0 \times 10^7 \text{ m}$, a onda levaria um tempo da ordem de $t \sim R/v_A \simeq 2.5 \times 10^3 \text{ s}$, ou cerca de 40 minutos para percorrer esta região.

► EXEMPLO 10.13 - Flares solares e reconexão magnética

Os *flares* solares são intensas ejeções de partículas carregadas da superfície do Sol, que podem afetar significativamente as telecomunicações em nosso planeta (figura 10.7a).

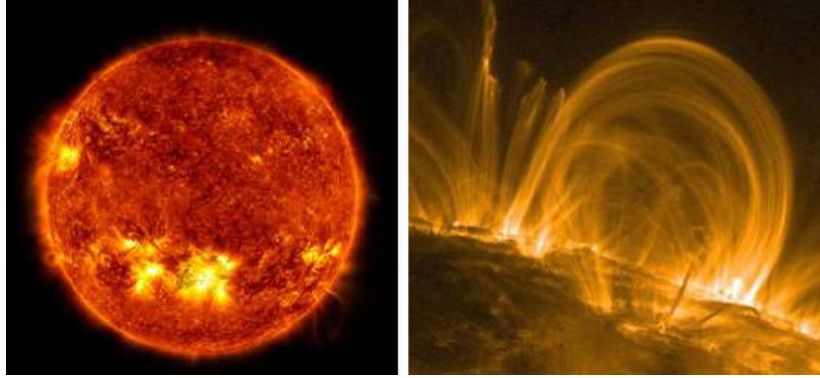


Figura 10.7 - (a) Flare solar no ultravioleta, (b) loops na superfícies solar.

A idéia básica para explicar a natureza dos *flares* é a *reconexão magnética*, ou seja, um súbito rearranjo das linhas do campo magnético solar. Os *flares* estão associados com as manchas solares, onde o campo magnético é mais intenso nas regiões ativas do Sol. Assim, a energia que é liberada em um *flare* estava originalmente armazenada no campo magnético solar.

Imagens ultravioletas das regiões ativas, como na figura 10.7b, mostram *loops* de gás, que seguem as linhas do campo magnético. As partículas carregadas do plasma seguem as linhas do campo magnético e giram em torno delas. O rearranjo súbito das linhas aquece as partículas a temperaturas muito altas, da ordem de 10^6 K, ejetando-as da superfície do Sol.

10.5 FORÇA DE LORENTZ

Uma partícula de carga elétrica q movendo-se sob a ação de um campo elétrico E e um campo magnético B sofre uma força dada por

$$\vec{F} = q(\vec{E} + \vec{v} \times \vec{B}) \quad (10.44)$$

que é a *força de Lorentz*. A força devida ao campo magnético é perpendicular à direção da velocidade da partícula e ao campo magnético, devido ao produto vetorial. Se o campo elétrico for muito pequeno, esta equação pode ser escrita simplesmente

$$\vec{F} = q \vec{v} \times \vec{B} \quad (10.45)$$

de modo que a partícula tem um movimento em espiral ao longo das linhas de força do campo magnético. Uma vez que são aceleradas pelo campo magnético estas partículas emitem radiação, como no caso da radiação síncrotron. Portanto trata-se de uma transferência de energia magnética para energia cinética e radiativa, uma vez que a região onde estão as partículas perde energia pela radiação. Nesta equação usamos F em N, q em C, v em m/s e B em T. Alternativamente podemos escrever

$$\vec{F} = \frac{1}{c} q \vec{v} \times \vec{B} \quad (10.46)$$

onde F está em dina, q em unidades da carga do elétron em esu, $e \simeq 4.80 \times 10^{-10} \text{ cm}^{3/2} \text{ g}^{1/2} \text{ s}^{-1}$, v em cm/s e B em G.

► **EXEMPLO 10.14** - Movimento de partículas carregadas na magnetosfera de pulsares

Vamos considerar o movimento de uma partícula carregada de massa m e carga e na magnetosfera de um pulsar movendo-se perpendicularmente ao campo magnético B do pulsar. Admitindo que a partícula está localizada no equador da estrela de nêutrons, de (10.45) a força de Lorentz que age sobre a partícula é simplesmente

$$F_m \simeq e v B \quad (10.47)$$

onde v é a velocidade da partícula. A força gravitacional exercida sobre a partícula é

$$F_g \simeq m g \quad (10.48)$$

onde g é a aceleração gravitacional na posição da partícula. A razão entre as forças é

$$\frac{F_m}{F_g} \simeq \frac{e v B}{m g} \quad (10.49)$$

a velocidade da partícula é dada por

$$v \simeq \frac{2 \pi R}{P} \quad (10.50)$$

onde R é o raio da estrela de nêutrons e P o período do pulsar. Portanto temos

$$\frac{F_m}{F_g} \simeq \frac{e B (2 \pi R/P)}{m g} \simeq \frac{2 \pi e R B}{P m g} \quad (10.51)$$

Por exemplo, vamos considerar um próton no pulsar do Caranguejo, com $m \simeq 1.67 \times 10^{-27}$ kg e $e \simeq 1.60 \times 10^{-19}$ C, adotando uma intensidade para o campo magnético $B \simeq 10^8$ T, com um período $P \simeq 0.0333$ s. Para a estrela de nêutrons tomamos $M = 1.4 M_\odot \simeq 2.79 \times 10^{30}$ kg e $R \simeq 10$ km $\simeq 10^4$ m, de modo que $g \simeq G M/R^2 \simeq 1.86 \times 10^{12}$ m/s², obtendo $F_m/F_g \simeq 9.7 \times 10^9$. A velocidade do próton é $v \simeq 1.89 \times 10^6$ m/s e sua energia cinética é $E_c \simeq (1/2) m v^2 \simeq 2.98 \times 10^{-15}$ J.

Alternativamente, podemos usar a equação (10.46) com $m \simeq 1.67 \times 10^{-24}$ g, $e \simeq 4.80 \times 10^{-10}$ cm^{3/2} g^{1/2} s⁻¹, $B \simeq 10^{12}$ G e $P \simeq 0.0333$ s. Para a estrela de nêutrons $M = 1.4 M_\odot \simeq 2.79 \times 10^{33}$ g e $R \simeq 10$ km $\simeq 10^6$ cm, de modo que $g \simeq 1.86 \times 10^{14}$ cm/s² e obtemos novamente $F_m/F_g \simeq 9.7 \times 10^9$. A velocidade do próton é agora $v \simeq 1.89 \times 10^8$ cm/s e sua energia cinética é $E_c \simeq 2.98 \times 10^{-8}$ erg.

► EXEMPLO 10.15 - Perda de energia no pulsar do Caranguejo

A fonte da energia do pulsar está na estrela de nêutrons no interior da Nebulosa do Caranguejo. A estrela tem uma rotação rápida e transfere sua energia rotacional para o pulsar, o que tende a diminuir a velocidade de rotação. A taxa de perda de energia pode ser estimada considerando o período P e o momento de inércia I da estrela. A energia cinética de rotação é

$$E_c \simeq \frac{1}{2} I \omega^2 \quad (10.52)$$

onde $\omega = 2 \pi/P$ é a velocidade angular de rotação, ou seja

$$E_c \simeq \frac{2 \pi^2 I}{P^2} \quad (10.53)$$

a taxa de perda de energia pela estrela é então

$$\frac{dE_c}{dt} \simeq -\frac{4 \pi^2 I}{P^3} \frac{dP}{dt} \quad (10.54)$$

com os dados do Exemplo anterior, $R = 10$ km, $M = 1.4 M_\odot$ o momento de inércia é

$$I \simeq \frac{2}{5} M R^2 \simeq 1.1 \times 10^{38} \text{ kgf/m}^2 \simeq 1.1 \times 10^{45} \text{ dina/cm} \quad (10.55)$$

O período do pulsar é $P \simeq 0.0333$ s, variando com uma taxa de aproximadamente $dP/dt \simeq 4.21 \times 10^{-13}$, de modo que a taxa de perda de energia cinética é $dE_c/dt \simeq 5.0 \times 10^{31}$ W $\simeq 5.0 \times 10^{38}$ erg/s, ou cerca de $10^5 L_\odot$. Portanto, em cada pulso a estrela perde 1.7×10^{30} J $\simeq 1.7 \times 10^{37}$ erg, equivalente à energia perdida pelo Sol em 1.2 hora.

10.6 CHOQUES HIDROMAGNÉTICOS

Em um fluido compressível, a taxa com que uma perturbação se propaga é determinada pela velocidade do som no fluido. Se o escoamento for suficientemente rápido, de modo que sua velocidade seja maior do que a velocidade do som, o fluido não consegue se ajustar pela propagação de ondas sonoras, e suas propriedades podem variar acentuadamente em distâncias pequenas. Em outras palavras, se o gradiente de pressão imposto pela onda for muito grande, isto é, se as condições físicas do gás variam em uma escala de distância da ordem do caminho livre médio das moléculas do gás, processos microscópicos atuarão, dando origem a forças viscosas, que agem no sentido de diminuir o gradiente de pressão. Uma vez que o caminho livre médio das partículas é pequeno em relação às dimensões típicas do sistema, podemos imaginar que a variação da pressão nesta região seja descontínua, isto é, pode haver regiões em que as propriedades físicas do fluido variam de forma essencialmente descontínua, constituindo uma *onda de choque* (cf. Maciel 2004, Dyson e Williams 1997).

Diversos exemplos astrofísicos podem ser mencionados em que há indícios de ocorrência de ondas de choque. Estrelas pulsantes, como as variáveis ce-feidas e as estrelas do tipo RR Lyrae produzem, nas camadas mais internas de suas fotosferas, ondas que se propagam a velocidades supersônicas nas regiões externas mais difusas, produzindo choques. A explosão de supernovas é um evento extremamente energético, envolvendo uma energia da ordem de 10^{50} erg, que é comunicada ao gás circundante pela expansão das camadas externas da estrela a velocidades supersônicas, gerando choques intensos no meio interestelar.

Vamos considerar a propagação de uma onda de choque em um meio não viscoso sujeito a um campo magnético $\vec{B}$. A equação de Euler na forma (10.36) sem o termo de forças externas pode ser escrita

$$\frac{\partial \vec{v}}{\partial t} + (\vec{v} \cdot \vec{\nabla}) \vec{v} = -\frac{1}{\rho} \vec{\nabla} P - \frac{1}{8\pi\rho} \vec{\nabla} B^2 + \frac{1}{4\pi\rho} (\vec{B} \cdot \vec{\nabla}) \vec{B} \quad (10.56)$$

Em um campo magnético uniforme, perturbações normais ao campo (ondas hidromagnéticas, ou ondas de Alfvén) propagam-se ao longo de $\vec{B}$ com a

velocidade de Alfvén,

$$v_A = \left(\frac{B^2}{4\pi\rho} \right)^{1/2} \quad (10.57)$$

com v_A em cm/s, B em G e ρ em g/cm³ (cf. Exemplo 10.12). Em condições de laboratório, a velocidade v_A é geralmente pequena com relação à velocidade do som. Em algumas situações astrofísicas, isto não ocorre, em particular em regiões onde a densidade do gás é baixa. Por exemplo, em uma região cromosférica de uma estrela gigante fria, onde $\rho \sim 10^{-13}$ g/cm³, obtemos $v_A \simeq 90$ km/s com um campo magnético $B \sim 10$ G, enquanto que $c_s \simeq 100$ km/s para uma temperatura cromosférica $T \sim 10^4$ K. Ondas hidromagnéticas são observadas no vento solar, e provavelmente participam do processo de transferência de quantidade de movimento ao gás em expansão.

Considerando um problema unidimensional, vamos admitir que as linhas de força do campo são paralelas à frente de choque, tomadas perpendiculares ao eixo x . Neste caso, o termo $(\vec{B} \cdot \vec{\nabla}) \vec{B}$ em (10.56) se anula, e a equação do movimento pode ser escrita

$$\frac{\partial \vec{v}}{\partial t} + (\vec{v} \cdot \vec{\nabla}) \vec{v} = -\frac{1}{\rho} \vec{\nabla} P - \frac{1}{8\pi\rho} \vec{\nabla} B^2 \quad (10.58)$$

integrando (10.58) na zona de choque, é fácil ver que

$$P_0 + \rho_0 u_0^2 + \frac{B_0^2}{8\pi} = P_1 + \rho_1 u_1^2 + \frac{B_1^2}{8\pi} \quad (10.59)$$

O fluxo magnético permanece constante através de qualquer circuito movendo-se em um fluido condutor, de modo que, no caso unidimensional, temos

$$\frac{B_0}{\rho_0} = \frac{B_1}{\rho_1} \quad (10.60)$$

► EXEMPLO 10.16 - Choque interestelar adiabático

No caso de um choque intenso sem emissão de radiação (choque “adiabático”), o fator de compressão deve ser $\rho_1/\rho_0 \simeq 4$. Neste caso, a pressão magnética varia de $P_{m0} = B_0^2/8\pi$ para $P_{m1} = B_1^2/8\pi$, ou seja,

$$P_{m1} = \frac{B_1^2}{8\pi} = \frac{B_0^2}{8\pi} \left(\frac{\rho_1}{\rho_0} \right)^2 = 16 P_{m0} \quad (10.61)$$

Por exemplo, em condições interestelares típicas, temos $B_0 \simeq 3 \times 10^{-6}$ G, $u_0 \simeq 10$ km/s e $\rho_0 \simeq n m_H \simeq 2 \times 10^{-23}$ g/cm³, com cerca de $n \simeq 10$ cm⁻³. Neste caso, $P_{m0} \simeq 3.6 \times 10^{-13}$ dina/cm² e $P_{m1} \simeq 5.7 \times 10^{-12}$ dina/cm². A

pressão do gás é da ordem de $P_1 \simeq (3/4) \rho_0 u_0^2 \simeq 2 \times 10^{-11}$ dina/cm², ou seja, $P_1 \gg P_{m1}$. Portanto, se o campo magnético na região não perturbada for menor ou da ordem de $3 \mu\text{G}$, a pressão magnética na região pós-choque será desprezível em relação à pressão do gás em condições típicas das nuvens interestelares.

► **EXEMPLO 10.17 - Choque interestelar isotérmico**

Vamos considerar agora o efeito de um campo magnético em um choque isotérmico intenso. Da equação (10.59), considerando as condições de contorno na superfície do choque, obtemos

$$c_s^2 + u_0^2 + \frac{1}{2} v_{A0}^2 = \frac{\rho_1}{\rho_0} c_s^2 + \frac{u_0^2}{(\rho_1/\rho_0)} + \frac{1}{2} v_{A0}^2 \left(\frac{\rho_1}{\rho_0} \right)^2 \quad (10.62)$$

onde adotamos os índices “0” e “1” para as condições antes e depois do choque. Em princípio, esta equação deve ser resolvida para obter a razão de compressão ρ_1/ρ_0 . Admitindo o caso limite em que $\rho_1/\rho_0 \gg 1$ e $v_{A0} \gg c_s$, obtemos

$$u_0^2 \simeq \left(\frac{\rho_1}{\rho_0} \right)^2 \frac{v_{A0}^2}{2} \quad (10.63)$$

ou seja, a razão de compressão fica

$$\frac{\rho_1}{\rho_0} \simeq \sqrt{2} \frac{u_0}{v_{A0}} \quad (10.64)$$

Considerando novamente os valores interestelares do Exemplo anterior, $\rho_0 \simeq 2 \times 10^{-23}$ g/cm³ e $B_0 \simeq 3 \mu\text{G}$, obtemos $v_{A0} \simeq 1.9$ km/s. A velocidade do som está próxima deste valor, $c_s \simeq (kT/m_H)^{1/2} \simeq 0.9$ km/s, onde $T \sim 100$ K, isto é, para valores do campo magnético da ordem ou menores que $3 \mu\text{G}$, a condição $v_A \gg c_s$ não é completamente satisfeita, e a razão de compressão deve ser menor. Embora os valores numéricos obtidos sejam apenas aproximados, podemos observar que a introdução do campo magnético tende a decrescer a razão de compressão no caso de um choque isotérmico. Neste caso, parte da energia do choque é usada para aumentar a pressão magnética, pois o aumento da densidade na região pós-choque concentra as linhas de força do campo magnético.

10.7 INSTABILIDADE DE PARKER

Na seção 9.2 vimos que o meio interestelar galáctico tem uma natureza fragmentada, dividindo-se em nuvens difusas, densas, moleculares, regiões HII, etc. Isto pode ser visto em levantamentos feitos a partir de medidas

da linha de emissão em 21 cm do H, como mostrado na figura 10.8 para a nossa Galáxia. Sequências de perfis de emissão de H podem ser obtidas para uma dada longitude galáctica, variando a latitude, ou vice-versa, de modo que as estruturas das nuvens de H do disco galáctico podem ser mapeadas, como visto na figura 10.8. Nesta figura, as emissões vêm de regiões próximas ao plano galáctico, e o fluxo está dado em termos da temperatura de antena, proporcional à temperatura de brilho, ou intensidade da radiação.

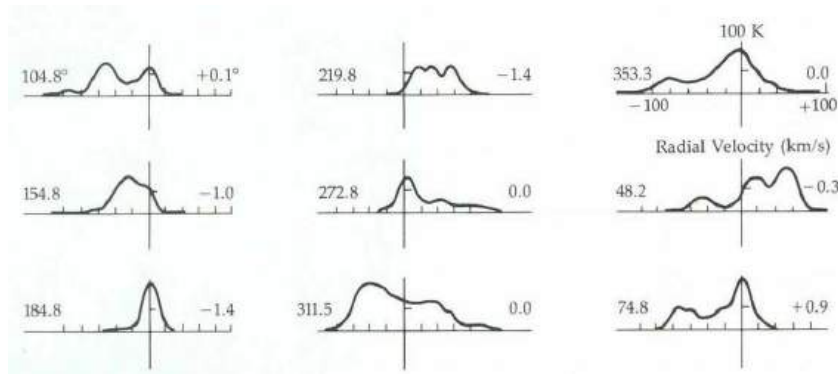


Figura 10.8 - Distribuição das nuvens interestelares no plano galáctico em diversas longitudes galácticas a partir de dados da linha de 21 cm do H.

A origem das condensações é atribuída a um processo de instabilidade que impede uma distribuição homogênea do gás interestelar. Este tipo de instabilidade é chamado *instabilidade de Parker*, pelo trabalho desenvolvido por E. N. Parker, principalmente na década de 1960 (ver por exemplo Parker 1966, 1979). A instabilidade de Parker está ligada a fenômenos magnéticos, assim como a a difusão ambipolar, como veremos (cf. Choudhuri 2010 capítulo 8).

Nossa galáxia (e outras galáxias com discos) mantém um campo magnético associado com o plano galáctico e os braços espirais, com intensidade da ordem de $B \sim 1 - 10 \mu\text{G} \sim 1 - 10 \times 10^{-6} \text{ G} \sim 1 - 10 \times 10^{-10} \text{ T}$. A origem deste campo é vivamente debatida, assim como sua influência na formação e equilíbrio das nuvens interestelares. O campo pode ser medido a partir do estudo da polarização dos grãos interestelares, entre outros processos. Acredita-se que, para produzir uma polarização, os grãos devem estar alinhados por um campo magnético, de modo que o estudo da polarização nos dá informações sobre a distribuição galáctica do campo. Por esta razão sabemos que o campo está associado ao disco, como visto na figura 10.9.

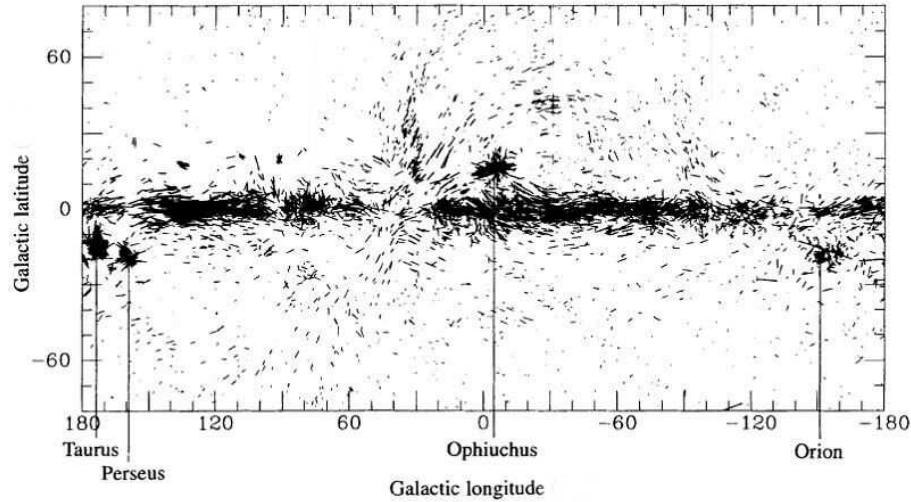


Figura 10.9 - Polarização interestelar e o campo magnético galáctico

Mais recentemente, estudos detalhados em galáxias externas têm sido capazes de mapear os campos magnéticos nestes objetos, como no caso da galáxia M51 a partir de imagens no infravermelho. Provavelmente, estes resultados podem também ser aplicados à nossa própria Galáxia.

Mapas da intensidade total não térmica mostram a intensidade total do campo magnético no plano do céu, com um valor médio de $15 \mu\text{G}$. Pode-se notar a associação do campo magnético com a emissão infravermelha da poeira interestelar.

O campo magnético galáctico pode ser considerado como “congelado” no gás do meio interestelar. Vamos considerar camadas do meio interestelar inicialmente homogêneas sob a ação da gravidade na presença de um campo magnético (figura 10.10a). Uma perturbação pode “entortar” as linhas do campo magnético, como ilustrado na figura 10.10b. O campo gravitacional atua na direção vertical da figura, causado pelas estrelas e gás no disco galáctico. O congelamento do campo magnético no gás requer que o deslocamento das linhas mantenha esta torção. Contudo, o plasma pode fluir livremente ao longo das linhas do campo, como indicado pelas setas na figura 10.10b. O resultado é que são formadas “condensações” nas extremidades (faixa azul), enquanto que a região central, com menos gás e mais leve, pode “flutuar” mais livremente. Assim, esta região tende a se afastar ainda mais da posição original, intensificando as condensações laterais que, eventualmente,

se tornam nuvens interestelares (figura 10.10c). Portanto, a perturbação original se acentua, o que constitui uma instabilidade. O processo termina quando a tensão magnética atinge um valor suficientemente alto, como pode ser confirmado em cálculos mais detalhados.

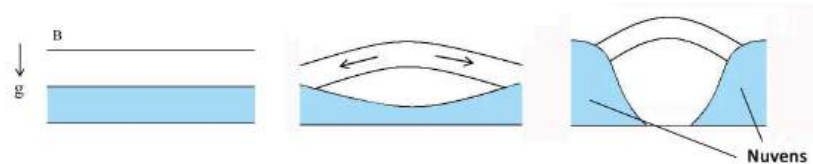


Figura 10.10 - Instabilidade de Parker.

► EXEMPLO 10.18 - Difusão ambipolar

Nas nuvens densas a gravidade da própria nuvem leva ao seu colapso e eventual formação de uma proto-estrela. Se a nuvem estiver imersa em um campo magnético, o campo pode contrabalançar a ação da gravidade, aumentando a massa de Jeans necessária para o colapso. O resultado é uma estrutura quase estática, em que o colapso é dificultado nas direções perpendiculares às linhas do campo. O colapso ocorre inicialmente ao longo das linhas do campo, estendendo-se para direções perpendiculares a elas somente quando a densidade da nuvem for muito alta.

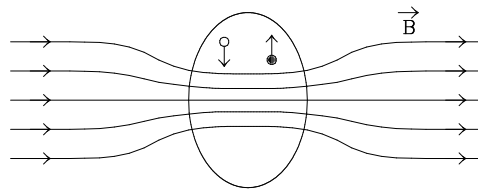


Figura 10.11 - Difusão ambipolar.

Na estrutura formada, a força magnética na região em que o colapso é impedido é paralela e com sentido contrário à força da gravidade (figura 10.11). O campo magnético afeta as partículas carregadas, que tendem a se afastar da região central da nuvem (círculo fechado na figura), enquanto que os átomos neutros, atraídos apenas pela gravidade, seguem uma trajetória oposta (círculo aberto na figura), constituindo a *difusão ambipolar*. Esta difusão produz uma fricção entre as partículas carregadas e as neutras, reduzindo sua velocidade. O resultado é um retardamento do colapso gravitacional, além de

um aquecimento friccional da nuvem. A escala de tempo de difusão ambipolar depende da ionização fracional do gás, sendo da ordem de $t_d \sim 4 \times 10^6$ anos para um grau de ionização $x \sim 10^{-7}$. Após este período, o colapso prossegue até a formação da proto-estrela. Uma expressão aproximada pode ser escrita

$$t_{da} \simeq 3 \times 10^6 \left(\frac{n}{10^4 \text{ cm}^{-3}} \right)^{3/2} \left(\frac{B}{30 \mu\text{G}} \right)^{-2} \left(\frac{R}{0.1 \text{ pc}} \right)^2 \quad (10.65)$$

onde t_a está em anos. Por exemplo, para $n \simeq 10^4 \text{ cm}^{-3}$, $B \simeq 20 \mu\text{G}$ e $R \simeq 0.1 \text{ pc}$ temos $t_a \simeq 7 \text{ Manos}$.

EXERCÍCIOS

- 10.1 Mostre que a hipótese do contínuo é verificada pelo ar em uma sala de aula.
- 10.2 (a) Escreva a equação de Euler (10.12) em coordenadas esféricas, admitindo simetria esférica. (b) Como fica a equação obtida em (a) admitindo estado estacionário? (c) Mostre que a relação obtida em (b) se reduz à equação de equilíbrio hidrostático admitindo que esteja em repouso.
- 10.3 Uma estrela Ap tem um campo magnético com intensidade de 10^3 G . Considere uma região na atmosfera desta estrela onde $\rho \simeq 10^{-9} \text{ g/cm}^3$ e $T \simeq 10000 \text{ K}$, e compare a pressão magnética com a pressão do gás nesta região.
- 10.4 O valor médio da intensidade do campo magnético no meio interestelar difuso é de $5 \mu\text{G}$. Mostre que a densidade de energia magnética do gás difuso (em eV/cm^3) é semelhante à densidade de energia térmica deste gás, considerando uma densidade numérica $n \simeq 50 \text{ cm}^{-3}$ e $T \simeq 100 \text{ K}$.
- 10.5 Considere uma nuvem interestelar localizada no plano galáctico, onde a intensidade do campo magnético é $B \simeq 2 \times 10^{-6} \text{ G}$. Este campo pode ser medido pela variação na polarização de linhas espectrais afetadas pelo efeito Zeeman, segundo o qual uma linha sofre um alargamento dado aproximadamente por

$$\Delta\nu \simeq \frac{e B}{4 \pi m_e}$$

onde $\Delta\nu$ está em Hz, B está em T, m_e em kg e e em C. Qual seria o alargamento produzido pelo campo magnético interestelar? Compare seu resultado com a frequência da radiação emitida pela nuvem em 21 cm.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- BATCHELOR, G. K. 2000, *An Introduction to Fluid Dynamics*, CUP
- BATTANER, E. 1996, *Astrophysical Fluid Dynamics*, CUP
- CARROLL, B. W., OSTLIE, D. A. 2014, *An Introduction to Modern Astrophysics*, Pearson
- CHIUDERI, C., VELLI, M. 2015, *Basics of Plasma Astrophysics*, Springer
- CHOUDHURI, A. R. 1998, *The Physics of Fluids and Plasmas: An Introduction for Astrophysicists*, CUP
- CHOUDHURI, A. R. 2010, *Astrophysics for Physicists*, CUP
- DYSON, J. E., WILLIAMS, D. A. 1997, *The Physics of the Interstellar Medium*, IOP
- MACIEL, W. J. 2004, *Hidrodinâmica e Ventos Estelares: uma Introdução*, Edusp (edição em inglês: *Hydrodynamics and Stellar Winds: an Introduction*, Springer 2014)
- PARKER, E. N. 1966, *Astrophysical Journal*, 145, 811
- PARKER, E. N. 1979, *Cosmical Magnetic Fields*, OUP
- SHU, F. H. 1992, *The Physics of Astrophysics Volume II: Gas Dynamics*, University Science Books
- SPITZER Jr., L. 1978, *Physical Processes in the Interstellar Medium*, Wiley [student edition 1998]
- TREFIL, J. S. 1975, *Introduction to the Physics of Fluids and Solids*, Pergamon

CONSTANTES E UNIDADES

Velocidade da luz no vácuo

$$c = 2.9979 \times 10^{10} \text{ cm/s} = 2.9979 \times 10^8 \text{ m/s}$$

Constante de Planck

$$h = 6.6261 \times 10^{-27} \text{ erg s} = 6.6261 \times 10^{-34} \text{ J s}$$

Constante de Boltzmann

$$k = 1.3807 \times 10^{-16} \text{ erg/K} = 1.3807 \times 10^{-23} \text{ J/K}$$

Carga do elétron

$$e = 4.8032 \times 10^{-10} \text{ cm}^{3/2} \text{ g}^{1/2} \text{ s}^{-1} = 1.6022 \times 10^{-19} \text{ C}$$

Massa do elétron

$$m_e = 9.1094 \times 10^{-28} \text{ g} = 9.1094 \times 10^{-31} \text{ kg}$$

Massa do próton

$$m_p = 1.6726 \times 10^{-24} \text{ g} = 1.6726 \times 10^{-27} \text{ kg}$$

Massa do átomo de H

$$m_H = 1.6734 \times 10^{-24} \text{ g} = 1.6734 \times 10^{-27} \text{ kg}$$

Constante de Stefan-Boltzmann

$$\sigma = 5.6704 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ K}^{-4} = 5.6704 \times 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$$

Constante de radiação

$$a = 7.5658 \times 10^{-15} \text{ erg cm}^{-3} \text{ K}^{-4} = 7.5658 \times 10^{-16} \text{ J m}^{-3} \text{ K}^{-4}$$

Constante de Rydberg $R_\infty = 3.2898 \times 10^{15} \text{ Hz}$

Constante gravitacional

$$G = 6.6726 \times 10^{-8} \text{ cm}^3 \text{ g}^{-1} \text{ s}^{-2} = 6.6726 \times 10^{-11} \text{ m}^3 \text{ kg}^{-1} \text{ s}^{-2}$$

Massa solar $M_\odot = 1.9891 \times 10^{33} \text{ g} = 1.9891 \times 10^{30} \text{ kg}$

Raio solar $R_\odot = 6.9551 \times 10^{10} \text{ cm} = 6.9551 \times 10^8 \text{ m}$

Luminosidade solar

$$L_\odot = 3.8458 \times 10^{33} \text{ erg/s} = 3.8458 \times 10^{26} \text{ W}$$

Ano sideral = $3.1558 \times 10^7 \text{ s}$

1 eV = $1.6022 \times 10^{-12} \text{ erg} = 1.6022 \times 10^{-19} \text{ J}$

1 pc = $3.0857 \times 10^{18} \text{ cm} = 3.0857 \times 10^{16} \text{ m}$
= $3.2616 \text{ anos-luz} = 2.0626 \times 10^5 \text{ UA}$

1 UA = $1.4960 \times 10^{13} \text{ cm} = 1.4960 \times 10^{11} \text{ m}$

1 atm = $1.0133 \times 10^6 \text{ dina/cm}^2 = 1.0133 \times 10^5 \text{ N/m}^2 = 760 \text{ Torr}$

CRÉDITOS DAS FIGURAS

Figura 1.1

(a) Fotosfera solar (NASA)

<https://solarscience.msfc.nasa.gov/images/w920607.jpg>

(b) Estrelas do Trapézio em Orion (ESO)

<https://cdn.eso.org/images/large/eso0124a.jpg>

Figura 1.4

Andromeda M31 (ESA/Hubble/R. Gendler)

<https://esahubble.org/images/heic0512d/>

(b) Betelgeuse (A. Dupree/CfA/R. Gilliland/STScI/NASA)

https://apod.nasa.gov/apod/image/9804/betelgeuse_hst_big.jpg

Figura 1.5

Espectro solar no topo da atmosfera (ESA)

https://www.esa.int/ESA_Multimedia/Images/2017/12/Solar_spectrum

Figura 1.6

A usina hidrelétrica de Itaipu (Deni Williams)

https://commons.wikimedia.org/wiki/Main_Page

imagem 17173553330.jpg

Figura 1.10

(a) Nebulosa de Orion (ESO/G. Beccari)

<https://www.eso.org/public/brazil/images/eso1723a/>

Figura 2.4

Temperaturas do corpo humano (NASA/IPAC)

<https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Human-Infrared.jpg>

Figura 2.5

(a) Meteorito Murchison (NASA)

<https://astrobiology.nasa.gov/news/extraterrestrial-nucleobases-in-the-murchison-meteorite/>

(b) Grãos de SiC no meteorito Murchison (University of Chicago)

https://en.wikipedia.org/wiki/Murchison_meteorite

Figura 2.6

(a) Distribuição de energia no infravermelho na Galáxia (COBE)

Adaptado de C. Bot et al., Astron. Astrophys. 423, 567 (2004), Fig. 9

(b) Idem, NGC 6240

Adaptado de B. Groves et al., *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 176, 438 (2008), Fig. 17

Figura 2.8

Coroa solar durante eclipse (a) no mínimo (b) no máximo (NCAR's High Altitude Observatory/ Rhodes College)

<https://scied.ucar.edu/image/suns-corona-solar-min-solar-max>

Figura 2.12

Emissão galáctica em 21 cm (Levantamento Leiden/Argentina/Bonn)

Adaptado de P. M. W. Kalberla, *Astron. Astrophys.* 440, 775 (2005), Fig. 3

Figura 2.14

Masers de OH em estrelas OH/IR (M. West/Hart RAO)

http://www.hartrao.ac.za/spectra/SP_Ohir.html

Figura 2.15

Espectro ISO da estrela TT Cyg (U. G. Jorgensen)

Adaptado de U. G. Jorgensen et al., *Astron. Astrophys.* 356, 253 (2000), Fig. 10

Figura 2.16

(a) A nebulosa planetária NGC 2346 (NASA/ESA/AURA/STScI)

<https://esahubble.org/images/opo9935d/>

(b) Espectro óptico (R. Costa)

Figura 2.17

Espectro solar (R. A. Rohde)

https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Solar_Spectrum.png

Figura 3.3

Modos de vibração no Sol (National Solar Observatory)

<https://nso.edu/research/helioseismology/>

Figura 3.7

(a) Fotosfera solar (NASA)

<https://earthobservatory.nasa.gov/images/37575/sunspots-at-solar-maximum-and-minimum>

Figura 3.9

Fluxo de radiação em uma atmosfera cinza

Adaptado de D. Mihalas, *Stellar Atmospheres*, Freeman 1978

Figura 3.13

Descontinuidade de Balmer no espectro solar

Adaptado de L. H. Aller, *Atoms, Stars, and Nebulae*, CUP, 1991

Figura 3.14

Opacidades médias

Adaptado de E. Novotny, *Introduction to Stellar Atmospheres and Interiors*, OUP 1973

Figura 4.1

Espectro solar de Fraunhofer (Hebrew University of Jerusalem Website)

https://www.researchgate.net/figure/The-dark-lines-in-this-spectrum-are-absorption-lines-seen-and-drawn-by-Fraunhofer-HUJWeb_fig1_314285153

Figura 4.3

A linha de absorção interestelar do Si III na direção de ζ Oph

Adaptado de D. C. Morton, *Astrophys. J. Suppl*, 77, 119, 1991

Figura 4.4

Espectros de galáxias Seyfert 2 e LINER

Adaptado de L. C. Ho et al., *Astrophys. J.* 417, 63, 1993

Figura 4.5

Espectro da nebulosa planetária Pe1-15 (O. Cavichia)

Figura 4.8

A linha $H\alpha$ do H em absorção na fotosfera solar (J. F. Donati)

http://www.ast.obs-mip.fr/projets/espados/espados_new/spectra.html

Figura 4.9

A linha $H76\alpha$ na direção de G34.26+0.15A

Adaptado de M. Sewilo et al., *Astrophys. J.* 605, 285, 2004

Figura 4.14

Curva de crescimento empírica

Adaptado de L. Spitzer, *Physical processes in the interstellar medium*, Wiley, 1978

Figura 4.15

Formação de uma linha espectral em uma atmosfera estelar

Adaptado de A. Choudhuri, *Astrophysics for physicists*, CUP, 2010

Figura 5.1

(a) A nebulosa Rosette, NGC 2237 (N. A. Sharp/NOIRLab/NSF/AURA)

<https://noirlab.edu/public/images/noao-rosette/>

(b) A nebulosa RCW 79 (E. Churchwell/JPL/NASA)

[https://pt.wikipedia.org/wiki/Ficheiro:RCW_79_\(Emission_nebula\).jpg](https://pt.wikipedia.org/wiki/Ficheiro:RCW_79_(Emission_nebula).jpg)

Figura 5.2

Perfil da linha do He I em 10830 Å na estrela P Cyg (A. Damineli, IAG)

Figura 5.4

A estrela LBV P Cygni e seu envelope externo (HST/NASA)

https://www.windows2universe.org/the_universe/Pcygni.html

Figura 5.6

A coroa solar, eclipse de novembro de 1994, SC (Rodrigo Campos, LNA)

Figura 5.7

A nebulosa planetária He2-99 (H. E. Schwarz)

Adaptado de H. E. Schwarz et al. Astron. Astrophys. Suppl. 96, 23, 1992

Figura 6.1

Detector do observatório de neutrinos SNO, Canadá (SNO)

<https://en.wikipedia.org/w/index.php?curid=56786015>

Figura 6.2

Taxas de produção de energia para a cadeia pp e o ciclo CNO

Adaptado de S. Ryan, A. W. Norton, Stellar Evolution and Nucleosynthesis, CUP, 2010

Figura 6.6

Opacidades médias

Adaptado de S. G. Ryan, A. W. Norton, Stellar Evolution and Nucleosynthesis, CUP, 2010

Figura 6.7

Esquema do transporte de energia no Sol (Wikipedia Commons/kelvinsong)

<https://phys.org/news/2015-12-sun-energy.html>

Figura 6.9

Granulação solar (Royal Swedish Academy of Sciences)

Adaptado de G. Ahlers, Physics 2, 74, 2009

Figura 8.1

(a) NGC 4321, M100 (ESO)

<https://www.messier-objects.com/wp-content/uploads/2015/08/Messier-100.jpg>

(b) NGC 1365 (DES/DOE/FNAL/DECam/CTIO/NOIRLab/NSF/AURA)

https://en.wikipedia.org/wiki/NGC_1365#/media/File:Portrait_of_the_Great_Barred_Spiral.jpg

(c) NGC 4486, M87 (AAO)

<http://www.icc.dur.ac.uk/~tt/Lectures/Galaxies/Images/AAO/Galaxies/captions/aat060.html>

(d) Grande Nuvem de Magalhães (ESO/VMCSurvey)

<https://www.eso.org/public/images/eso1914a/>

Figura 8.2

(a) Aglomerado Globular NGC 5139 (ESO)

https://pt.wikipedia.org/wiki/Omega_Centauri#/media/Ficheiro:Omega_Centauri_by_ESO.jpg

(b) Aglomerado Aberto NGC 4755 (ESO)

[https://en.wikipedia.org/wiki/Jewel_Box_\(star_cluster\)#/media/File:A_Snapshot_of_the_Jewel_Box_cluster_with_the_ESO_VLT.jpg](https://en.wikipedia.org/wiki/Jewel_Box_(star_cluster)#/media/File:A_Snapshot_of_the_Jewel_Box_cluster_with_the_ESO_VLT.jpg)

Figura 8.4

Aglomerado globular M13 (S. Leach/A. Block/Mt. Lemmon SkyCenter)

https://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/6/69/Messier_13.jpg

Figura 8.5

O Aglomerado de Hydra (D. Malin, AAO)

https://apod.nasa.gov/apod/image/0104/hydra_aat116_big.jpg

Figura 8.6

Aglomerado aberto M11, NGC 6705 (CFHT)

https://apod.nasa.gov/apod/image/0301/m11_cfht_big.jpg

Figura 9.1

A Via Láctea (ESO)

<https://cdn.eso.org/images/publicationjpg/eso0932a.jpg>

Figura 9.2

Nebulosa Planetária Helix, NGC 7293 (ESO)

<https://cdn.eso.org/images/publicationjpg/eso0907a.jpg>

Figura 9.3

Nuvem molecular Orion A (ESO/VISION SURVEY)

<https://cdn.eso.org/images/screen/eso1701-compa.jpg>

Figura 10.1

Linhas de absorção no espectro solar

Adaptado de S. Chang et al., Journal of Nanomaterials, vol. 2008, Article ID 589532, 2008

Figura 10.2

Imagens da coroa solar em linhas do Fe (SOHO/SDO/NAA)

<https://sohowww.nascom.nasa.gov/>

<https://sdo.gsfc.nasa.gov/>

Figura 10.3

Espectro da supernova 1987 A

Adaptado de R. McCray, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 31, 175, 1993

Figura 10.4

Espectro Cas A (CHANDRA)

<https://chandra.harvard.edu/edu/formal/snr/bg5.html>

Figura 10.5

Espectro de galáxias early type (SPITZER)

https://web.oapd.inaf.it/rampazzo/_Media/fig7spitzer.jpeg

Figura 10.7

(a) Flare solar (NASA/GSFC/SDO)

<https://svs.gsfc.nasa.gov/13982>

(b) Loop coronal (M. Aschwanden/TRACE/NASA)

https://apod.nasa.gov/apod/image/0508/coronaloop_trace_big.jpg

Figura 10.8

Distribuição das nuvens interestelares em 21 cm (F. J. Kerr, G. Westerhout)

Figura 10.9

O campo magnético galáctico

Adaptado de E. G. Zweibel, C. Heiles, Nature 385, 131, 1997

SOBRE O AUTOR

Walter Junqueira Maciel nasceu em Cruzília, MG. Graduiu-se em Física pela UFMG, em Belo Horizonte, obteve o mestrado no ITA, em São José dos Campos, e o doutoramento na USP, em São Paulo. Fez estágios em Groningen, Holanda, e Heidelberg, Alemanha. É professor titular no Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da USP, onde trabalha desde 1974, tendo sido chefe do departamento no período 1992–1994. Publicou cem artigos de pesquisa em revistas internacionais, noventa artigos em anais de congressos internacionais e cerca de setenta artigos de pesquisa, trabalhos didáticos e de divulgação em publicações nacionais. É autor dos livros *Introdução à Estrutura e Evolução Estelar* (Edusp, 1999), prêmio Jabuti em 2000 na categoria de Ciências Exatas, Tecnologia e Informática; *Astrofísica do Meio Interestelar* (Edusp, 2002), finalista do prêmio Jabuti, 2003; *Hidrodinâmica e Ventos Estelares: Uma Introdução* (Edusp, 2005), finalista do prêmio Jabuti, 2006; *500 Exercícios Resolvidos de Astrofísica* (IAG/USP, 2020) e *Fundamentos de Evolução Química da Galáxia* (IAG/USP, 2020). Os três primeiros livros foram também publicados em inglês pela editora Springer.

