

Física e a Química do Meio Interestelar

Mestrado e Doutorado em Física e Astronomia

Livro texto: Physics and chemistry of the interstellar medium – A. G. G. M. Tielens (2004)

Prof. Dr. Sergio Pilling

Aluno: Will Robson Monteiro Rocha

02 Poeira interestelar

2.1 Introdução

A poeira interestelar é uma componente importante do meio interestelar, apesar da sua baixa abundância em relação ao gás. A físico-química desses grãos é bastante rica e está relacionada com a extinção e polarização da radiação eletromagnética como também a formação de mantos de gelo em sua superfície. Além disso algumas espécies moleculares, como o H_2 , é formado na superfície de grãos de poeira. Os resultados de estudos de depleção mostram ainda que uma fração importante de elementos pesados estão inseridos na composição da poeira.

Nesse capítulo, daremos destaque aos processos de extinção da luz, envolvendo a poeira como também estimaremos sua temperatura. Os mecanismos de destruição da poeira interestelar também são importantes, e serão abordados aqui. Para finalizar, apresentaremos alguns resultados observacionais, contextualizando a poeira interestelar em várias regiões.

2.2 Processos físicos envolvendo grãos interestelares

2.2.1 Extinção por pequenas partículas esféricas

A extinção ocorre quando a radiação eletromagnética encontra partículas de poeira no seu caminho de propagação. O feixe transmitido tem sua intensidade reduzida por dois processos físicos: absorção e espalhamento. No processo de absorção, a energia do fóton absorvido é convertida em energia interna da poeira, que é aquecida. Por outro lado, do ponto de vista clássico, no espalhamento o fóton tem sua direção de propagação alterada. Verificando com mais detalhes o processo de espalhamento, sabe-se que a matéria é composta cargas elétricas discretas: elétrons e prótons. Se um obstáculo, que pode ser um simples elétrons, um átomo ou molécula, um sólido ou um líquido, for iluminado por uma onda eletromagnética, como mostrado na Figura 2.1, as cargas elétricas no obstáculo entrarão em movimento de oscilação devido ao campo elétrico da onda incidente. A partir daí, as cargas elétricas emitirão radiação em todas as direções e é esta radiação secundária que é chamada de radiação espalhada pelo obstáculo.

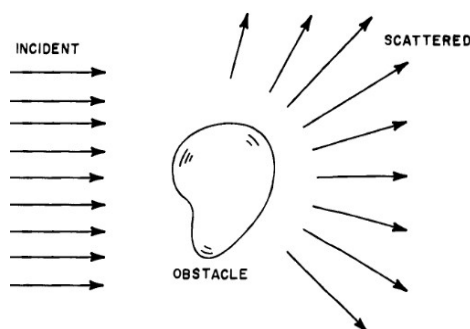


Figura 2.1: Espalhamento da radiação eletromagnética na presença de um obstáculo. Esse processo é decorrente da aceleração das cargas presente no material que compõe o obstáculo após a incidência de uma onda eletromagnética. **Fonte:** Bohren & Huffman 1983.

As aproximações para o estudo da extinção interestelar, são que os grãos podem homogêneos ou heterogêneos (núcleo – manto) e esféricos. Nesse sentido, os efeitos de polarização não são considerados. As soluções da interação da luz com a matéria nesse contexto foram dada por Gustav Mie, e esse conjunto de soluções ficou conhecida como Teoria de Mie (Mie 1908).

Se for considerado uma esfera de raio a , com uma distribuição de densidade numérica n_d ao longo de um cilindro de comprimento L , a redução na intensidade da luz das estrelas é dada por:

$$\frac{dI}{I} = -n_d C_{ext} dL \quad (2.1)$$

onde C_{ext} é a seção transversal de extinção da poeira.

Outras grandezas importantes também, são a profundidade óptica τ , a grandeza que mede a extinção para diferentes comprimentos de onda λ , e a eficiência de extinção Q_{ext} , dadas por:

$$\tau = N_d C_{ext} \quad (2.2a)$$

$$A_\lambda = -1.086 N_d C_{ext} \quad (2.2b)$$

$$Q_{ext} = \frac{C_{ext}}{\pi a^2} \quad (2.2c)$$

onde N_d é a densidade colunar da poeira.

A eficiência de extinção é a soma das eficiências de absorção e espalhamento, e depende do parâmetro adimensional $X = 2\pi a/\lambda$ e do índice de refração complexo $m = n - ik$. A Figura 2.2 mostra como variam as eficiências de extinção, absorção e espalhamento, com o parâmetro X , considerando que $m = 1.5 - 0.05i$.

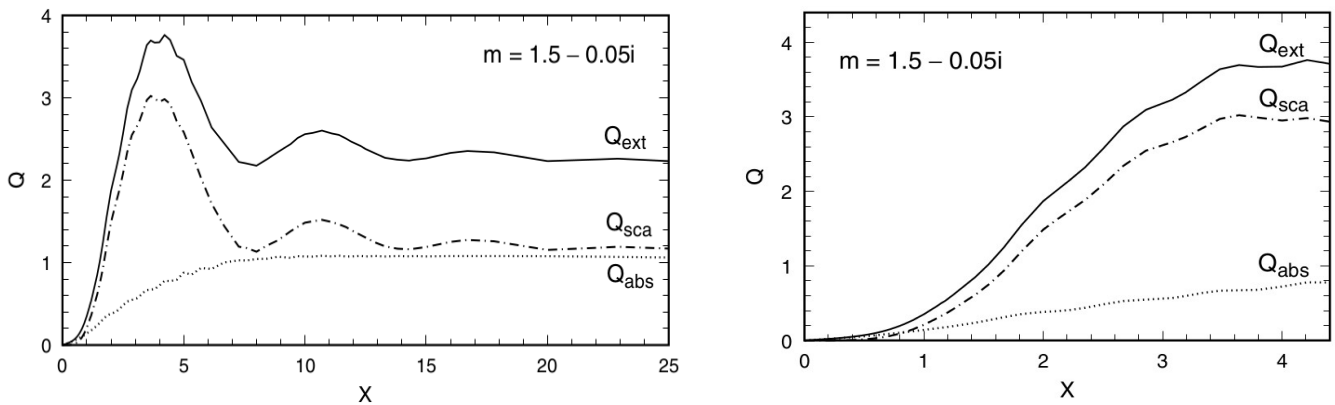


Figura 2.2: (Esquerda) Resultados dos cálculos usando a teoria de Mie, mostrando a como variam as eficiências Q_{ext} , Q_{sca} e Q_{abs} , com o parâmetro X . É considerado que $m = 1.5 - 0.05i$. (Direita) Detalhe mostrando as variações das eficiências próximo à origem. **Fonte:** Whittet 2003.

É observado da Figura 2.2 (Esquerda - Direita) que para pequenos valores de X a eficiência de extinção sobe até atingir um máximo em $X = 4$. Depois na figura do lado esquerdo, são vistas pequenas ondulações, que são resultados franjas de interferência entre a onda incidente não perturbada e a luz espalhada.

No limite em que $X \ll 1$ (partículas pequenas comparadas com o comprimento de onda), as eficiências são dadas por:

$$(2.3a) \quad Q_{sca} \simeq \frac{8}{3} \left(\frac{2\pi a}{\lambda} \right)^4 \left| \frac{m^2 - 1}{m^2 + 2} \right|^2$$

$$Q_{absor} \simeq \frac{8\pi a}{\lambda} \Im \left[\frac{m^2 - 1}{m^2 + 2} \right] \quad (2.3b)$$

Esse é o regime de Rayleigh, onde o espalhamento varia com λ^{-4} e a absorção varia com λ^{-1} .

O espalhamento da radiação pode ser tratado ainda como isotrópico, quando ocorre em todas as direções ou anisotrópico, quando há uma direção preferencial. Do ponto de vista matemático, a função espalhamento $S(\theta)$ descreve a redistribuição angular da luz no processo de espalhamento por um grão de poeira. Dessa forma, a seção transversal de espalhamento é dada em função de $S(\theta)$:

$$C_{sca} = 2\pi \int_0^\pi S(\theta) \sin(\theta) d\theta \quad (2.4)$$

onde θ é o ângulo de espalhamento.

2.3 Temperatura dos grãos interestelares

A temperatura da poeira interestelar é um balanço entre a energia absorvida e a energia emitida, dadas por:

$$E_{absorvida} = 4\pi\sigma_d \int_0^\infty Q(\lambda) J(\lambda) d\lambda \quad (2.5a)$$

$$E_{emitida} = 4\pi\sigma_d \int_0^\infty Q(\lambda) B(T_d, \lambda) d\lambda \quad (2.5b)$$

onde J é a intensidade média do campo de radiação, T_d é a temperatura da poeira no equilíbrio radiativo e B a função de Planck. Fazendo-se algumas aproximações, obtemos que a temperatura da poeira (silicato e grafite) considerando o seu tamanho a e a intensidade do campo de radiação G_0 , pode ser calculada por:

$$T_{sil} \simeq 50 \left(\frac{1 \mu m}{a} \right)^{0.06} \left(\frac{G_0}{10^4} \right)^{0.16} \quad (2.6a)$$

$$T_{gra} \simeq 61 \left(\frac{1 \mu m}{a} \right)^{0.06} \left(\frac{G_0}{10^4} \right)^{0.17} \quad (2.6b)$$

Dentro de nuvens moleculares, onde a intensidade do campo de radiação UV é atenuado, apenas a radiação no infravermelho distante e a radiação cósmica de fundo em micro-ondas aquecerá a poeira a uma temperatura da ordem de 6 K. Já em regiões HII, fótons da transição Ly- α se tornam uma importante fonte de aquecimento, levando a poeira à atingir altas temperaturas.

2.4 Mecanismos de destruição da poeira

2.4.1 Sputtering

A interação de íons energéticos com o material sólido pode levar à ejeção de átomos para a fase gasosa. À baixas energias ($< 100 \text{ MeV amu}^{-1}$) a interação nuclear domina a deposição de energia, enquanto que a altas energias ($> 1 \text{ keV amu}^{-1}$) excitações eletrônicas pelo rápido movimento de íons se tornam importantes. O rendimento do sputtering Y depende da razão entre a energia depositada próximo à superfície e a energia de ligação do sólido. A Figura 2.3 mostra o valor de Y para alguns materiais relevantes em astrofísica. É possível perceber que na maioria do gráficos, os dados são bem ajustados com a lei universal de sputtering. Para a molécula de H_2O , a discrepância entre a curva teórica e o dado de laboratório ocorre porque perdas devido *stopping power* eletrônico não foram incluídas. Os valores de Y para gelos astrofísicos são baixos, devido suas energias de ligação com o grão interestelar.

2.4.2 Colisão grão – grão

Colisões entre grãos a altas velocidades podem levar à vaporização do material do grão, ou sua fragmentação. Choques menos energéticos apenas podem formar pequenas crateras. A Figura 2.4 compara os valores calculados das razões dos volumes das crateras com a energia cinética dos projéteis com os dados experimentais de projéteis de ferro sobre várias superfícies metálicas. Os resultados mostram uma concordância razoável com os dados.

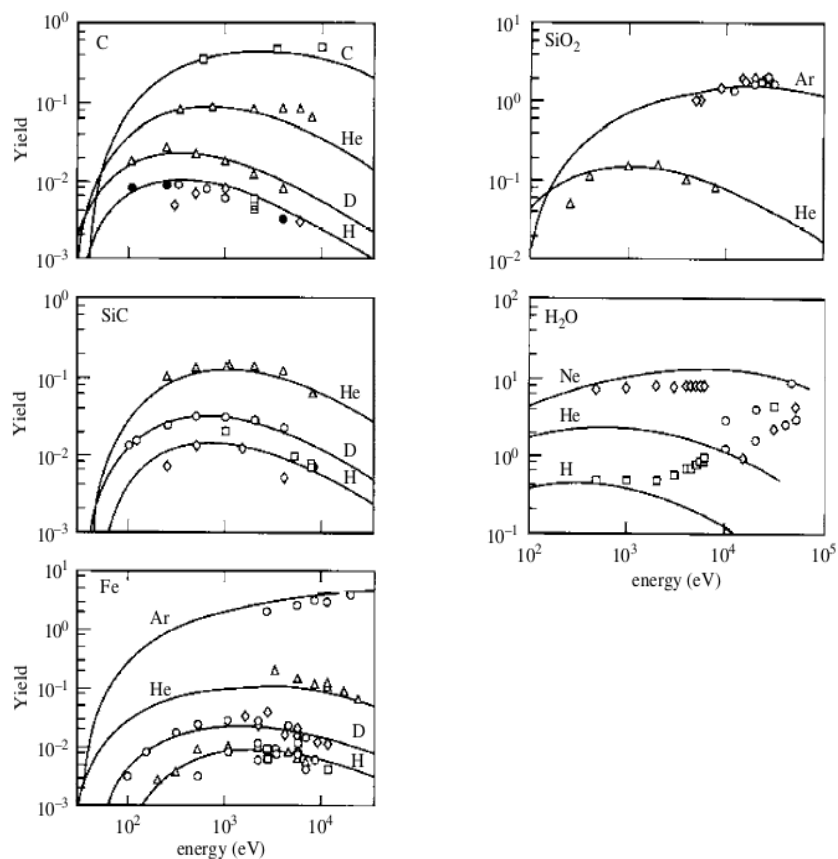


Figura 2.3: Comparação dos rendimentos experimentais de sputtering (quadrados) com a relação universal (linha sólida) para alguns materiais relevantes em astrofísica. **Fonte:** Tielens 2004.

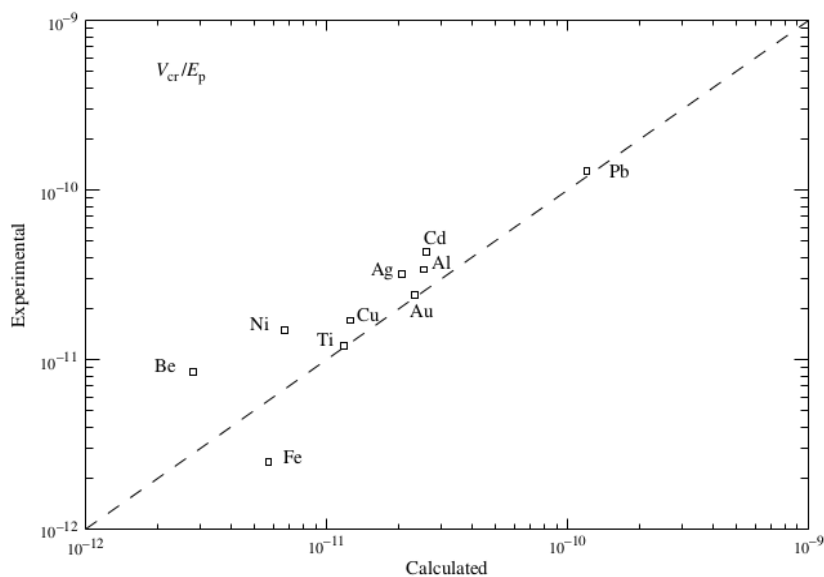


Figura 2.4: Razão calculada do volume da cratera com a energia cinética do projétil comparada com a razão medida para um projétil de ferro chocando-se com várias superfícies metálicas a 5 km/s. **Fonte:** Tielens 2004.

É importante observar que os choques entre os projéteis de ferro com as superfícies metálicas foram a 5 km/s, o que representa uma velocidade bem aquém daquela esperada no meio interestelar, que é da ordem de 100 km/s.

A fragmentação depende da velocidade do impacto. A altas velocidades ocorre a completa destruição do grão. Para grãos com tamanhos entre 0.005 – 0.1 μm , as velocidades que causam a destruição do grão são: grafite (75 km/s), silicato (175 km/s), gelos (115 km/s). Velocidades maiores são requeridas para grãos de SiC (560 km/s) e diamante (1000 km/s).

2.5 Estudos observacionais da poeira interestelar

2.5.1 Extinção interestelar

A presença da poeira no meio interestelar foi reconhecida pelos efeitos de avermelhamento da luz das estrelas de campo. Além da Equação 2.2b, que mede diretamente a extinção interestelar em magnitudes, outra grandeza importante é a razão entre a extinção total e seletiva R_V , definida como:

$$R_V = \frac{A_V}{E(B-V)} \quad (2.7)$$

onde $E(B-V)$ é o excesso de cor considerando os filtros B e V no visível.

Esse valor varia entre 3 – 5, dependendo da densidade colunar da linha de visada. A Figura 2.5 mostra como varia o parâmetro A_λ/A_V com o inverso do comprimento de onda. As curvas foram plotadas considerando diferentes valores de R_V . A estrutura da curva de extinção fornece informações importantes sobre a natureza do material que está absorvendo e/ou espalhando a radiação. Atualmente aceita-se que o *bump* observado em $1/\lambda = 4.59 \mu\text{m}^{-1}$ é devido à transições eletrônicas do grão de grafite. Observa-se ainda que a extinção para grandes comprimentos de onda é desprezível.

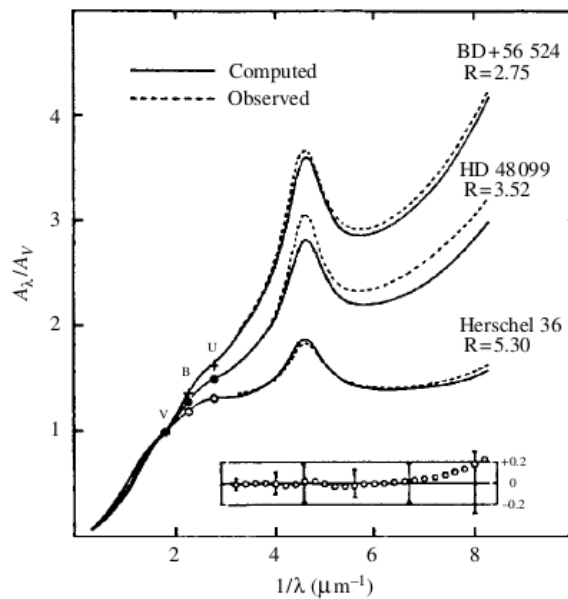


Figura 2.5: Três curvas de extinção são mostradas em função do inverso do comprimento de onda, considerando diferentes valores de R_V . O pequeno gráfico abaixo das curvas mostra o desvio calculado. **Fonte:** Tielens 2004.

2.5.2 Polarização linear da radiação

A polarização linear ocorre devida à presença de grãos alongados no meio interestelar e preferencialmente alinhados com o campo magnético local. O grau da polarização varia com o comprimento de onda e seu estudo é feito através da lei empírica de Serkowski (Serkowski 1973, 1975):

$$P_\lambda = P_{max} \left(-K \ln^2 \left(\frac{\lambda_{max}}{\lambda} \right) \right) \quad (2.8)$$

onde P_{max} é o grau de polarização no pico da curva, como mostrado na Figura 2.6. O parâmetro K entre $0.35 < \lambda < 2.2 \mu\text{m}$ é dado por:

$$K = (0.01 \pm 0.05) + (1.66 \pm 0.09) \lambda_{max} \quad (2.9)$$

O valor de λ_{max} está relacionado com o tamanho médio dos grãos. Se for considerado o índice de refração real $n = 1.6$ (para silicatos), então $\lambda_{max} = 0.55 \mu\text{m}$. O tamanho do raio de um grão associado a esses valores é de $a = 0.15 \mu\text{m}$.

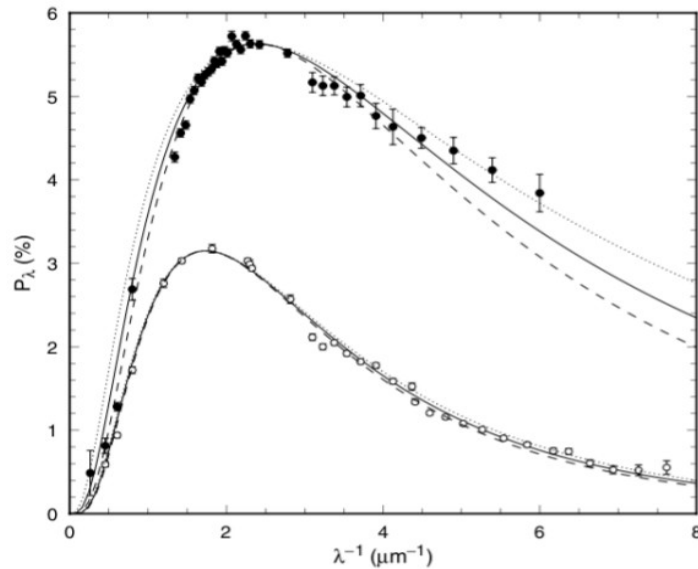


Figura 2.6: Curvas de polarização linear para duas estrelas com diferentes valores de comprimento de onda de máxima polarização. Cima: HD 204827 (círculos cheios, $\lambda_{max} = 0.42 \mu\text{m}$); Baixo: HD 99872 (círculos abertos, $\lambda_{max} = 0.58 \mu\text{m}$). Dados observacionais são de Martin et al. (1999). Os ajustes são baseados na lei de Serkowski. **Fonte:** Whittet 2003.

2.5.3 Depleção interestelar

O termo depleção se refere a sub-abundância de elementos na fase gasosa em relação à abundância de referência. A depleção de um elemento X é dada por:

$$D(X) = \log(N_X/N_H) - \log(N_X/N_H)_{ISM} \quad (2.10)$$

onde o termo da direita representa a abundância de referência do meio interestelar. Quanto mais negativo for o valor de $D(X)$ maior é a depleção. A fração de depleção é definida como:

$$\delta(X) = 1 - 10^{D(X)} \quad (2.11)$$

onde o valor limite são $\delta(X) = 0$ (todo os átomos na fase gasosa) e $\delta(X) = 1$ (todos os átomos no grão). As depleções médias em nuvens difusas estão mostradas na Tabela 2.1.

Tabela 2.1: Abundância médias na fase gasosa e depleções em nuvens difusas. Para cada elemento, os valores do índice de depleção $D(X)$, fração de depleção $\delta(X)$ e abundância na fase de poeira (A_{poeira} , ppm) são calculadas para dois valores de abundância de referência. **Fonte:** Whittet 2003.

Element	A_{gas} (ppm)	(Standard \equiv Solar)			(Standard \equiv 63% Solar)		
		D	δ	A_{dust}	D	δ	A_{dust}
C	140	-0.41	0.61	220	-0.21	0.38	87
N	75	-0.09	0.19	17	(0)	(0)	(0)
O	320	-0.32	0.52	356	-0.12	0.24	106
Na	0.6	-0.50	0.68	1	-0.30	0.50	0.7
Mg	3.1	-1.10	0.92	36	-0.90	0.87	21
Al	0.01	-2.50	1.00	3	-2.30	0.99	2
Si	0.9	-1.60	0.97	34	-1.40	0.96	21
P	0.07	-0.74	0.82	0.3	-0.54	0.71	0.2
S	19	0.00	0.00	0	(0)	(0)	(0)
Ca	0.0005	-3.60	1.00	2	-3.40	1.00	1
Cr	0.04	-2.10	0.99	0.5	-1.90	0.99	0.3
Fe	0.32	-2.00	0.99	32	-1.80	0.98	20
Ni	0.01	-2.30	1.00	2	-2.10	0.99	1

Os valores de depleção estão relacionados com a temperatura de condensação T_c de cada espécie. Para um dado elemento, T_c é definida como a temperatura em que 50% dos átomos estão condensados na fase sólida. A Figura 2.7 mostra um gráfico do índice de depleção contra a temperatura de condensação de cada espécie. O comportamento de elementos mais voláteis ($T_c < 1000$ K) é bem distinta da maioria dos elementos refratários.

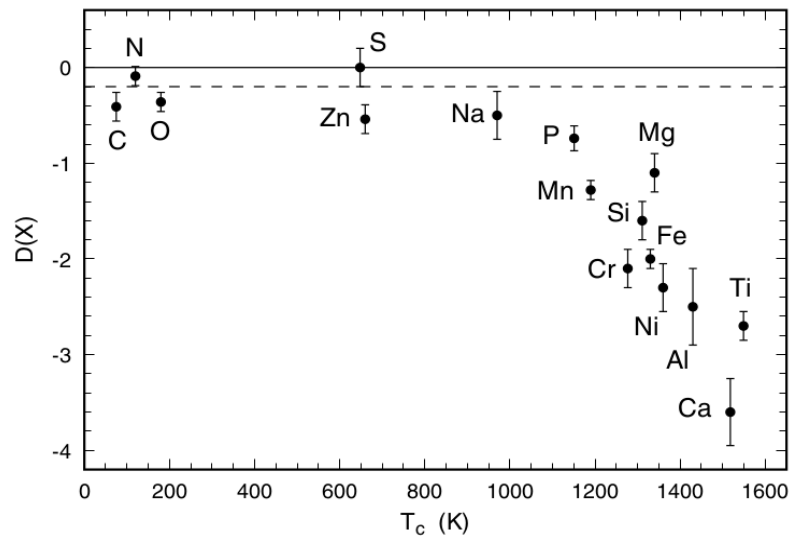


Figura 2.7: Padrão de depleção para nuvens interestelares difusas. O índice de depleção médio $D(X)$ para abundância solares é plotada contra a temperatura de condensação de vários elementos. A linha horizontal sólida representa a abundância solar e a linha horizontal tracejada representa a abundância média para estrelas OB. **Fonte:** Whittet 2003.

2.6 Composição da poeira interestelar

Vários tipos de grãos interestelares já foram detectadas. Nessa seção apresentamos resumidamente na Tabela 2.2 os tipos principais de materiais que compõe a poeira.

Tabela 2.2: Composição da poeira interestelar. São mostrados ainda os tamanhos típicos de cada espécie, a abundância observada em meteorito, sua anomalia isotrópica e o local de formação de cada espécie. **Fonte:** Tielens 2004.

Compound	Size range (Å)	Meteoritic abundance (ppm)	Isotopic anomaly	Stellar birthsite	Notes
Diamond	10	1 400	Xe/Kr H-L	SN	a
Graphite	8 000–70 000	14	s-process, C, N, ^{22}Ne	AGB, SN, novae	
Silicon carbide	300–10 000	10	s-process, C, N, Al	AGB	b, c
TiC/ZrC/FeC	50–2 000			AGB, SN type II	d
Si_3N_4	10 000	0.002	Si, C, N, Al	SN type II	c
Al_2O_3	5 000–30 000	0.05	O, Al	RG, AGB	c
MgAl_2O_4	1 000–30 000	< 0.05	O, Al	RG, AGB	c
$\text{CaAl}_{12}\text{O}_{19}$	20 000	0.002	O, Al, Ca	RG, AGB	c
Mg_2SiO_4	3 000	(5 500)	O	RG, AGB	e
Amorphous silicates	3 000	(5 500)	O	RG, AGB	e

(a) Diamond stardust shows rather a mundane C and N isotopic composition; due to mixing in of non-stardust diamond?

(b) Some SiC stardust grains originate from SNe.

(c) Aluminum anomalies actually refer to ^{26}Mg , the radiogenic daughter product of ^{26}Al .

(d) These grains are embedded in graphite stardust.

(e) A few silicate presolar silicate grains have been identified in IDPs.

A Tabela 2.2 apresenta vários tipos de materiais da poeira interestelar. Grãos de diamante e grafite estão entre os mais abundantes em meteoritos e maiores. Já os silicatos estão entre os menores grãos interestelares. Os diamantes são formados nas explosões de supernovas devidas às altas pressões necessárias para sua formação. A formação do restante dos grãos estão associados aos envelopes de

estrelas gigantes, onde as temperaturas de condensação são atingidas. A identificação dessas espécies são através das linhas de absorção no espectro observado no regime do infravermelho médio. O silicato por exemplo apresentam fortes absorções em 9.7 e 18 μm por causa dos alongamentos e das flexões da ligação Si – O. Já o grafite é bem observado em 0.2175 μm , que está associada a transições $\pi \rightarrow \pi^*$. Os gelos astrofísicos que podem ser H₂O, NH₃, CH₄, CH₃OH e etc, apresentam fontes bandas de absorção no infravermelho médio. Vários objetos estelares jovens de alta e baixa massa apresentam gelos na composição do disco protoestelar (Oberg et al. 2011).

2.7 Conclusões

Do ponto de vista físico-químico, a poeira interestelar é muito importante para determinar o tipo e as propriedades do material absorvedor que interage com a radiação electromagnética. Mostramos que os processos de absorção e espalhamento são bem explicados pela teoria de Mie. Apesar de bastante útil, essa teoria não leva em conta a presença de grãos alongados no meio interestelar, que causam a polarização linear, vastamente observada no meio interestelar. Porém a lei de Serkowski é útil para contornar esse problema e caracterizar esse tipo de geometria. Mostramos também, como varia a temperatura dos grãos de poeira, apresentando sua dependência com o tamanho do grão e a intensidade do campo de radiação. Obviamente em regiões HII a poeira atinge temperaturas bastante altas, e em regiões densas no interior de nuvens moleculares a temperatura pode ser de 6 K. Esse cenário é essencial para a formação de mantos de gelos que têm baixa temperatura de sublimação.

Da mesma forma que a formação de grãos interestelares é um processo eficiente, os mecanismos de destruição com sputtering e colisões entre grãos são igualmente eficientes. Mostramos que as velocidades necessárias para a destruição completa da poeira numa colisão são facilmente obtidas no meio interestelar. A depleção também é um parâmetro observacional importante, pois estima a abundância do material que compões a poeira interestelar.

Referências

- Bohren, C. F. & Huffman, D. R. *Absorption and scattering of light by small particles*. 1983.
- Martin, P. G. et al. *Ultraviolet Interstellar Linear Polarization. V. Analysis of the Final Data Set*. **ApJ**, 1999.
- Mie, G. *Beiträge zur Optik trüber Medien, speziell kolloidaler Metallösungen*. **Annalen der Physik**, 1908.
- Oberg, K. I. et al. *The Spitzer ice legacy: ice evolution from cores to protostars*. **ApJ**, 2011.
- Serkowski, K. *Interstellar Polarization*. **IAU Symposium n. 52**, 1973.
- Serkowski K. et al. *Wavelength dependence of interstellar polarization and ratio of total to selective extinction*. **ApJ**, 1975.
- Tielens, A. G. G. M. *Physics and chemistry of the interestelar medium*. 2004.
- Whittet, D. C. B. *Dust in the Galactic Environment*. 2003.