

## 3 - O meio interestelar e as estrelas

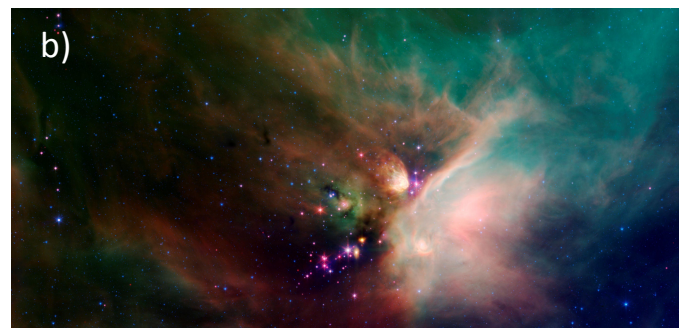
### 1. Introdução

Ao olhar para o céu noturno em um local com pouca ou nenhuma poluição luminosa, é fácil ficar fascinado com a beleza do universo. No entanto, existe uma beleza no cosmos que apenas pode ser acessado através das ferramentas científicas usadas pela astronomia, física e química. Cada estrela que vemos no universo foi formada por processos complexos processos físico-químicos, cuja radiação emitida, interage com gases e poeira no caminho até nós. Consequentemente, a radiação que chega até nossos instrumentos de detecção, age como um mensageiro, fornecendo ao cientista informações das propriedades das estrelas, bem como do meio entre elas, o chamado meio interestelar.

Neste trabalho, vamos apresentar alguns detalhes da constituição do meio interestelar, e mostrar porque estudá-lo é importante. Da mesma forma, apresentaremos uma introdução básica dos princípios de formação e evolução estelar. Cuidaremos para que cada seção abordada apresente exemplos concretos de evidências observacionais.

### 2. O meio interestelar

Ao contrário do que sugere o senso comum, o meio interestelar é bastante diverso em suas propriedades e objetos, sendo constituído principalmente de gás e poeira. Ele agrega regiões HII, que são locais onde a radiação é suficiente para ionizar o átomo de hidrogênio, embora outras linhas de emissão sejam também observadas nos espectros, como OII (átomo de oxigênio ionizado uma vez) e OIII (átomo de oxigênio ionizado duas vezes) (Tielens et al. <sup>[1]</sup>). Além disso, o meio interestelar abriga regiões de fotodissociação, que são regiões próximas à fontes muito energéticas, como estrelas do tipo espectral O e B. A radiação ultravioleta distante (também chamada de EUV), cuja energia varia entre 6 – 13.6 eV domina as regiões de fotodissociação, levando à quebra de algumas ligações moleculares. O meio interestelar também é composto por remanescentes de estrelas que terminam sua vida como supernovas, e consequentemente, ejetam grande parte da sua massa. As Figuras 3.1a e 3.1b mostram imagens de telescópios processadas que caracterizam o meio interestelar.



**Figura 3.1** - (a) Nebulosa da cabeça do cavalo na nuvem de Órion. (b) Região de formação estelar em  $\rho$  Ophiuchi. Fontes: (a) <http://apod.nasa.gov/apod/ap060221.html>, (b) [http://it.wikipedia.org/wiki/Nube\\_di\\_Rho\\_Ophiuchi](http://it.wikipedia.org/wiki/Nube_di_Rho_Ophiuchi).

## 2.1 Propriedades físicas do meio interestelar

Como comentado anteriormente, o meio interestelar é composto principalmente de gás e poeira, porém em baixas densidades. O gás é constituído principalmente por hidrogênio atômico e molecular, e a poeira principalmente por silicatos ( $\text{SiO}_4$ ), combinados à pequenas porções de carbono amorfo (Whittet et al. [2]). A densidade típica do meio interestelar é de cerca de 1 grão de poeira por  $\text{m}^3$  para cada  $10^6 \text{ H/m}^3$  (Dyson & Williams [3]). Uma das implicações da baixa densidade do meio interestelar são as baixas pressões, chegando ao regime de ultra-alto vácuo. Os valores estimados para o meio interestelar são menores que  $10^{-17} \text{ mbar}$  ( $9.8 \times 10^{-20} \text{ atm}$  ou  $1 \times 10^{-15} \text{ Pa}$ ). A Figura 3.2 mostra as variações de pressão e densidade em diferentes altitudes e regiões. Obviamente, existem regiões do meio interestelar que não são tão rarefeitas, como mostraremos na seção 2.2.

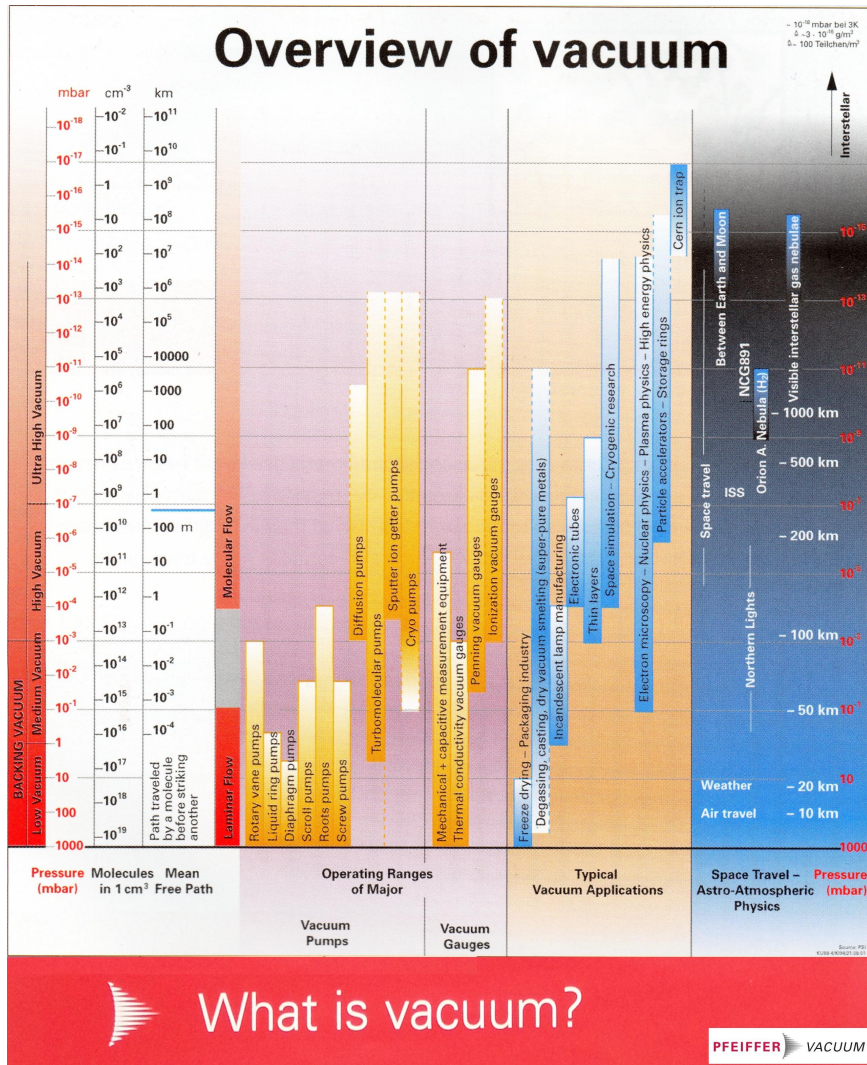


Figura 3.2 – Ilustração de como varia a pressão em mbar e a densidade de moléculas com a altitude (atmosfera e meio interestelar). Fonte: <http://www.pfeiffer-vacuum.com/know-how/introduction-to-vacuum-technology/general/overview-of-vacuum-technology.action?chapter=tec1.1.2>.

Além da densidade, a temperatura do meio interestelar possui características importantes, mas que dependem da fonte de radiação local, bem como da própria densidade do meio. Outro fator importante é a capacidade térmica do material interestelar. As regiões mais quentes do meio interestelar estão presentes em regiões HII e de fotodissociação. Nas regiões HII as densidades variam entre  $10^3 - 10^4$  moléculas por  $\text{cm}^3$ , e as temperaturas são maiores que 25.000 K. Por outro lado, em regiões no interior de nuvens moleculares densas, as densidades podem atingir  $10^6$  moléculas por  $\text{cm}^3$ , e as temperaturas caem para 6 -

10 K (Tielens et al. <sup>[1]</sup>). Vale ressaltar neste ponto, que a maioria destes valores é obtida ao considerar que a radiação predominante é de natureza ultravioleta, e conseqüentemente de estrelas jovens. Porém trabalhos mais recentes (Henning & Semenov <sup>[4]</sup>) destacam a importância dos raios-X e de partículas energéticas, como os raios cósmicos na físico-química e temperatura do meio interestelar.

O campo magnético é outro importante agente do meio interestelar, atuando na polarização da radiação eletromagnética e na dinâmica da formação estelar (mais detalhes na seção 3.1). O trabalho de Wolf et al. <sup>[5]</sup> apresenta a magnitude do campo magnético calculado através de modelos de polarização linear em nuvens moleculares, cujos valores variam entre 16  $\mu\text{G}$  – 19 mG.

## 2.2 Nuvens moleculares

Embora o termo “nuvens moleculares” já tenha sido mencionado neste texto, é importante reservar uma seção para descrevê-la melhor. Diferentemente das nuvens formadas de vapor de água, que são encontradas na atmosfera da Terra, as nuvens moleculares do meio interestelar são formadas de gás e poeira (a mesma constituição do meio interestelar), mais agregadas. Embora seja complicado definir limites para esses objetos, a Tabela 3.1 é uma tentativa didática de separar para melhor entender suas propriedades.

**Tabela 3.1** – Características físicas de nuvens moleculares separadas em diferentes categorias. A primeira coluna classifica o tipo de nuvem; a segunda apresenta os tamanhos lineares calculados em parsec (pc); na terceira coluna são mostrados os valores estimados de massa em massa solar, enquanto que na quarta coluna são apresentadas suas densidades típicas. A penúltima coluna mostra as estimativas de temperatura e a última coluna suas extinções visuais, dadas em magnitudes.

Tipo	L (pc)	M ( $M_{\odot}$ )	$\rho$ ( $\text{cm}^{-3}$ )	T (K)	$A_V$ (mag)
Difusas	> 50	3 - 100	100 - 500	30 - 100	0.2 - 2
Gigantes	$\sim 50$	$10^5 - 10^6$	$\sim 10^4$	10 - 50	5 - 10
Gigantes complexas	$\sim 10$	$10^4$	$\sim 10^3$	10	5
Gigantes com núcleos densas	$\sim 0.1$	$10^4$	$\sim 10^5$	10	> 10
Gigantes com núcleos quentes	0.05 - 0.1	$10 - 10^3$	$10^7 - 10^9$	100 - 300	$\sim 50$
Glóbulos de Bok	< 1	$1 - 10^3$	$> 10^4$	10	$\sim 10$

De uma forma genérica, a Tabela 1 mostra as principais características físicas das nuvens moleculares. É importante destacar a primeira e a última coluna, que trata de grandezas ainda não mencionadas neste trabalho. A primeira coluna fornece informações sobre o tamanho da nuvem, cuja unidade é o parsec. Esta unidade está relacionada com a paralax (técnica para medir distância), e é definida como a distância (ou tamanho) linear de um objeto cuja paralax anual equivale à 1 segundo de arco ( $1''$ ). A última coluna apresenta a magnitude visual de extinção causada pela nuvem molecular, que relaciona quanto da radiação (em escalas de magnitude) é bloqueada (absorvida ou espalhada em outras direções diferente da linha de visão do observador) pela matéria.

## 2.3 O gás e a poeira interestelar

Como o meio interestelar é constituído principalmente por gás e poeira é importante apresentá-los separadamente. Estes dois componentes interagem com a radiação eletromagnética absorvendo-a ou espalhando-a, porém seus efeitos são observados em regimes de radiação diferentes, como mostraremos à seguir.

### 2.3.1 – Fase gasosa

O meio interestelar na fase gasosa corresponde a 99% da matéria do meio interestelar (neste texto não discutimos hipóteses de matéria escura, que é a enigmática matéria faltante do universo). Embora o hidrogênio molecular ( $\text{H}_2$ ) seja o gás mais abundante, existem muitas outras moléculas na fase gasosa que compõem o meio interestelar. A Tabela 3.2 mostra os tipos de moléculas em função do número de átomos já identificadas no meio interestelar.

Ao interagirem com a radiação, as moléculas podem ser excitadas eletronicamente, vibracionalmente ou rotacionalmente, sendo esta última menos energética. Baseados nos princípios físicos de excitação, as moléculas do meio interestelar são identificadas através de suas transições moleculares. As moléculas por sua vez, são encontradas em regiões relativamente frias do meio interestelar, e

**Tabela 3.2** – Moléculas já identificadas ao redor de estrelas jovens e no meio interestelar. Fonte: Erhenfreund et al. [6].

Number of Atoms											
2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	13	
H <sub>2</sub>	C <sub>3</sub>	c-C <sub>3</sub> H	C <sub>5</sub>	C <sub>5</sub> H	C <sub>6</sub> H	CH <sub>3</sub> C <sub>3</sub> N	CH <sub>3</sub> C <sub>4</sub> H	CH <sub>3</sub> C <sub>5</sub> N?	HC <sub>9</sub> N	HC <sub>11</sub> N	
AlF	C <sub>2</sub> H	l-C <sub>3</sub> H	C <sub>4</sub> H	l-H <sub>2</sub> C <sub>4</sub>	CH <sub>2</sub> CHCN	HCOOCH <sub>3</sub>	CH <sub>3</sub> CH <sub>2</sub> CN	(CH <sub>3</sub> ) <sub>2</sub> CO			
AlCl	C <sub>2</sub> O	C <sub>3</sub> N	C <sub>4</sub> Si	C <sub>2</sub> H <sub>4</sub>	CH <sub>3</sub> C <sub>2</sub> H	CH <sub>3</sub> COOH?	(CH <sub>3</sub> ) <sub>2</sub> O	NH <sub>2</sub> CH <sub>2</sub> COOH?			
C <sub>2</sub>	C <sub>2</sub> S	C <sub>3</sub> O	l-C <sub>3</sub> H <sub>2</sub>	CH <sub>3</sub> CN	HC <sub>5</sub> N	C <sub>7</sub> H	CH <sub>3</sub> CH <sub>2</sub> OH				
CH	CH <sub>2</sub>	C <sub>3</sub> S	c-C <sub>3</sub> H <sub>2</sub>	CH <sub>3</sub> NC	HCOCH <sub>3</sub>	H <sub>2</sub> C <sub>6</sub>	HC <sub>7</sub> N				
CH <sup>+</sup>	HCN	C <sub>2</sub> H <sub>2</sub>	CH <sub>2</sub> CN	CH <sub>3</sub> OH	NH <sub>2</sub> CH <sub>3</sub>		C <sub>8</sub> H				
CN	HCO	CH <sub>2</sub> D <sup>+</sup> ?	CH <sub>4</sub>	CH <sub>3</sub> SH	c-C <sub>2</sub> H <sub>4</sub> O						
CO	HCO <sup>+</sup>	HCCN	HC <sub>3</sub> N	HC <sub>3</sub> NH <sup>+</sup>							
CO <sup>+</sup>	HCS <sup>+</sup>	HCNH <sup>+</sup>	HC <sub>2</sub> NC	HC <sub>2</sub> CHO							
CP	HOC <sup>+</sup>	HNCO	HCOOH	NH <sub>2</sub> CHO							
CSi	H <sub>2</sub> O	HNCS	H <sub>2</sub> CHN	C <sub>5</sub> N							
HCl	H <sub>2</sub> S	HOCO <sup>+</sup>	H <sub>2</sub> C <sub>2</sub> O								
KCl	HNC	H <sub>2</sub> CO	H <sub>2</sub> NCN								
NH	HNO	H <sub>2</sub> CN	HNC <sub>3</sub>								
NO	MgCN	H <sub>2</sub> CS	SiH <sub>4</sub>								
NS	MgNC	H <sub>3</sub> O <sup>+</sup>	H <sub>2</sub> COH <sup>+</sup>								
NaCl	N <sub>2</sub> H <sup>+</sup>	NH <sub>3</sub>									
OH	N <sub>2</sub> O	SiC <sub>3</sub>									
PN	NaCN										
SO	OCS										
SO <sup>+</sup>	SO <sub>2</sub>										
SiN	c-SiC <sub>2</sub>										
SiO	CO <sub>2</sub>										
SiS	NH <sub>2</sub>										
CS	H <sub>3</sub> <sup>+</sup>										
HF											

\*A database of interstellar and circumstellar molecules is maintained at <http://www.cv.nrao.edu/~awooten/allmols.html> by A.L. Wootton with the current total at 129 (at time of going to press).

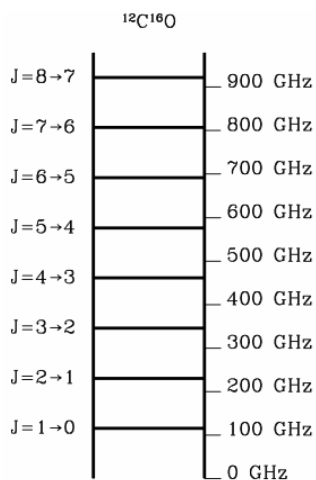
consequentemente dispõe de pouca energia para serem excitadas. Dessa forma, o principal mecanismo de observação de moléculas no meio interestelar é através de excitação rotacional.

### 2.3.1.1 – Molécula de CO

A energia de um estado rotacional excitado é dada em função do momento angular J:

$$E = \frac{\hbar^2}{2I} J(J+1) \quad (1)$$

onde J assume valores inteiros (J = 0, 1, 2, 3),  $\hbar$  é a constante de Planck reduzida e I o momento de inércia da molécula. Cada transição ocorre numa frequência específica como mostra o diagrama na Figura 3.3.





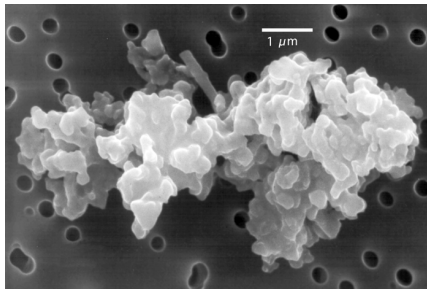
**Figura 3.3** – Frequências de transições rotacionais da molécula de CO, dados diferentes estados excitados. Fonte: <http://www.cv.nrao.edu/course/astr534/MolecularSpectra.html>.

### 2.3.1.2 – Molécula de H<sub>2</sub>

Embora as linhas das transições moleculares do CO sejam uma das mais utilizadas para fazer medições em astronomia, a molécula mais abundante é o H<sub>2</sub>. No entanto sua detecção é complicada, uma vez que esta molécula é uma molécula homonuclear, e consequentemente não possui transições de dipolo elétrico (caso da transição  $J = 1 - 0$ ). Para o H<sub>2</sub>, apenas são permitidas transições de quadrupolo, que exigem temperaturas da ordem de 500 K, o que é complicado numa nuvem molecular que está a temperaturas da ordem de 10 - 30 K. Dessa forma, a molécula de hidrogênio pode ser detectada em abundância apenas em regiões de alta abundância do CO (as colisões excitam o H<sub>2</sub>) ou em locais próximo a fontes de raios-X.

### 2.3.2 – Fase sólida

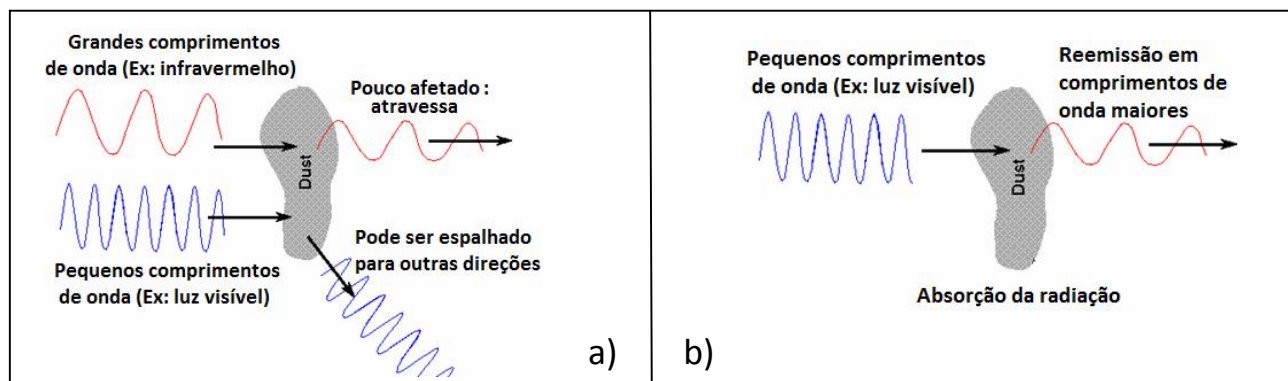
A poeira interestelar constitui a menor parte da matéria interestelar, embora suas propriedades de interação com a radiação eletromagnética sejam de grande importância. Os grãos de poeira interestelares diferem dos grãos encontrados em Terra devido à sua composição (diferentes tipos de silicatos) e principalmente pelo tamanho (da ordem de micrômetros –  $10^{-6}$  m). A Figura 3.4 mostra uma foto obtida com microscópio de um grão interplanetário.



**Figura 3.4** – Grão de poeira interplanetário da ordem de 4  $\mu\text{m}$ . Fonte: [http://en.wikipedia.org/wiki/Cosmic\\_dust](http://en.wikipedia.org/wiki/Cosmic_dust).

Até agora, não há indícios de que grãos interestelares tenham sido capturados por alguma sonda, embora existam grandes expectativas na comunidade científica, como relatado na reportagem disponível em: <http://www.livescience.com/47362-interstellar-dust-particles-stardust.html>.

Quando grãos de poeira interagem com a radiação, podem ocorrer alguns fenômenos tais como: absorção, espalhamento, re-emissão, ilustrado na Figura 3.5.

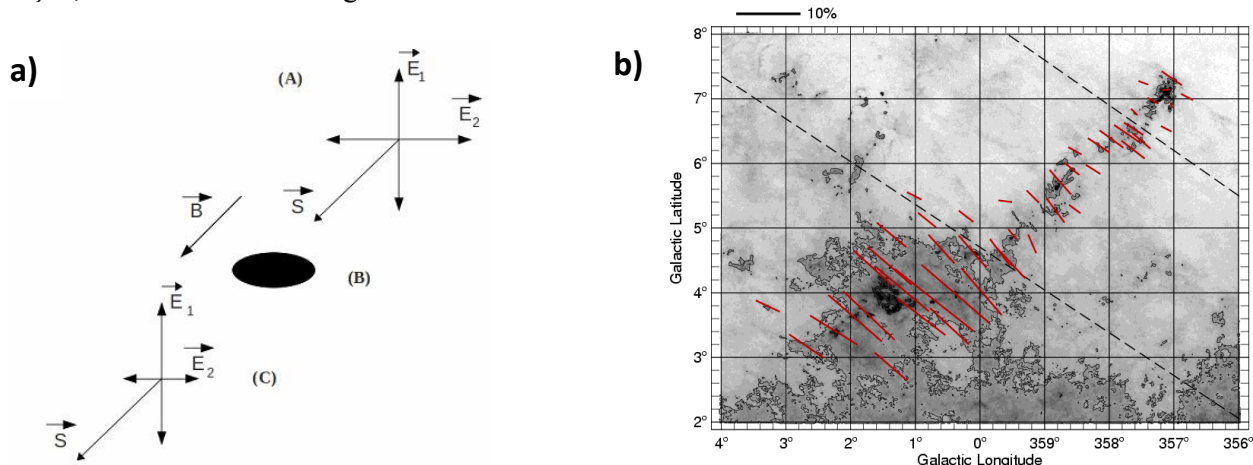


**Figura 3.5** – (a) ilustração de um feixe de radiação no infravermelho ( $\lambda > 1 \mu\text{m}$ ) e no visível ( $0.7 > \lambda > 0.4 \mu\text{m}$ ) interagindo com um grão de poeira. Grandes comprimentos de onda são pouco afetados pelo grão, enquanto que pequenos comprimentos de onda podem ser espalhados. (b) Pequenos comprimentos de onda podem aquecer o grão, que reemitirá em comprimentos de onda menores.

A Figura 3.5a mostra que um feixe de radiação de grandes comprimentos de onda, como por exemplo, radiação infravermelha, é pouco afetado ao interagir com um grão de poeira, uma vez que a dimensão do seu comprimento de onda ( $\lambda > 1 \mu\text{m}$ ) é maior do que o próprio grão. Por outro lado, a

radiação de comprimentos de onda curtos, como a luz visível ( $0.7 > \lambda > 0.4 \mu\text{m}$ ), é bastante afetada. Ao interagir com o mesmo grão de poeira, a radiação pode ser espalhada para outras direções ou ainda absorvida pela poeira (Figura 3.5b), dadas as propriedades de absorção da radiação por uma molécula. Caso a radiação seja absorvida, esta irá aquecer o grão, que reemitirá termicamente em comprimentos de onda longos, cuja emissão será observada em comprimentos do infravermelho distante (Ex:  $\lambda > 140 \mu\text{m}$ ). Os efeitos somados de absorção e espalhamento da radiação, são chamados em astronomia de extinção.

Além destes fenômenos, o grão de poeira pode polarizar linearmente a radiação incidente por extinção, como mostrado na Figura 3.6.



**Figura 3.6** – (a) A radiação eletromagnética na situação (A) ao interagir com um grão de poeira elipsoidal (B) preferencialmente alinhado com o campo  $B$ , tem sua componente  $E_2$  extinta, criando o efeito de polarização linear na direção de  $E_1$ . Fonte: Rocha & Hicel<sup>[7]</sup>. (b) Vetores de polarização sobrepostos ao mapa de extinção da nebulosa da Pipa. Fonte: Alves et al.<sup>[8]</sup>.

A discussão do papel que a poeira interestelar desempenha no seu ambiente é bastante vasta, e não será detalhada neste trabalho mais do que já foi apresentado. Caso o leitor se ache motivado a aprofundar tais conhecimentos, indicamos o trabalho de D. C. B. Whittet<sup>[2]</sup>, intitulado: “*Dust in the galactic environment*”.

## 2.4 Propriedades químicas do meio interestelar (Reações químicas, taxa de reação)

Fica claro das seções anteriores a forte interação entre radiação e matéria no meio interestelar, o que resulta não só em fenômenos físicos, mas também químicos. Nesta seção discutimos brevemente como que ocorre a química na fase gasosa e na fase condensada no meio interestelar.

### 2.4.1 Fase gasosa

Como o gás é o componente mais abundante no meio interestelar, seus caminhos de reação são importantes no estudo de astrofísica. A Tabela 3.3 apresenta genericamente algumas das principais reações na fase gasosa que ocorrem no meio interestelar.

**Tabela 3.3** – Exemplos de reações químicas na fase gasosa que estão presentes no meio interestelar. A primeira coluna mostra os tipos de reações e a segunda o caminho de reação. A coluna 3 e 4 mostra as taxas (velocidades) das reações e suas unidades, respectivamente. Fonte: Adaptado de Tielens et al.<sup>[1]</sup>.

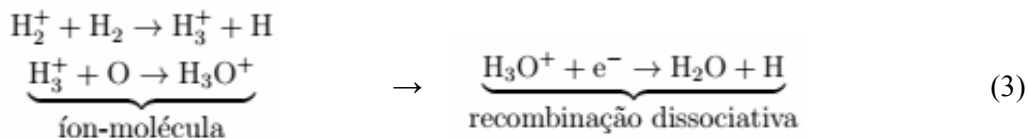
Tipo	reação	taxa	unidade
Fotodissociação	$AB + h\nu \rightarrow A + B$	$10^{-9}$	$\text{s}^{-1}$
Neutro-neutro	$A + B \rightarrow C + D$	$10^{-11}$	$\text{cm}^3\text{s}^{-1}$
Íon-molécula	$A^+ + B \rightarrow C^+ + D$	$10^{-9}$	$\text{cm}^3\text{s}^{-1}$
Transferência de carga	$A^+ + B \rightarrow A + B^+$	$10^{-9}$	$\text{cm}^3\text{s}^{-1}$
Associação radiativa	$A + B \rightarrow AB + h\nu$		
Recombinação dissociativa	$A^+ + e^- \rightarrow C + D$	$10^{-7}$	$\text{cm}^3\text{s}^{-1}$
Associação colisional	$A + B + M \rightarrow AB + M$	$10^{-32}$	$\text{cm}^6\text{s}^{-1}$

Nota-se da Tabela 3.3 que quase todas as reações na fase gasosa ocorrem na presença de íons e elétrons livres. Este aspecto das reações é importante, pois mostra que se uma fonte de radiação (UV, raios-X, raios cósmicos) é capaz de ionizar o meio, haverá uma abundância química naquela região. Por trás disto está o conceito de energia de ativação que está presente nas reações químicas. Esta energia decorre da barreira de potencial entre dois átomos, e que precisa ser vencida para que ocorra a colisão e consequentemente a reação química. No tipo de reação neutro-neutro, a presença da barreira de ativação é suficiente para baixar a taxa de reação. Para vencer tal barreira é necessário altas temperaturas, de forma que os átomos adquiram energia cinética suficiente para efetivar a colisão. Já nas reações que envolvem íons, a barreira de ativação é reduzida, permitindo aumentar a taxa com que as reações ocorrem. Dessa forma, as reações na presença de íons ou elétrons livres são importantes em locais onde as temperaturas não são tão altas, como em nuvens moleculares densas. A reação com menor taxa é a associação colisional, que apenas ocorrem em ambientes muito densos, e através dos choques entre três corpos.

Como um exemplo de reação na fase gasosa, podemos mostrar o caso da molécula de água (H<sub>2</sub>O). Em altas temperaturas (> 300 K), segue-se o seguinte caminho de reação neutro-neutro:

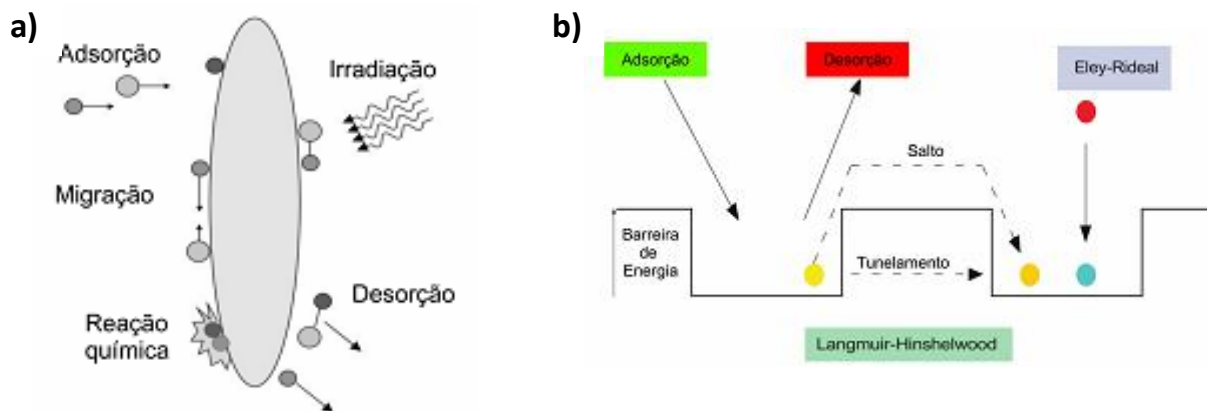


Caso a reação apenas disponha de pouca temperatura (< 100 K), a reação íon-molécula e recombinação dissociativa efetiva o caminho de reação, como segue:



### 2.4.3 Fase condensada

A química na fase condensada ocorre em ambientes frios e densos do meio interestelar, como no interior de nuvens densas em discos de estrelas jovens. Nessas condições, o grão de poeira age como um catalisador, agregando moléculas e átomos que reagem em sua superfície. A Figura 3.7a ilustra esta dinâmica.

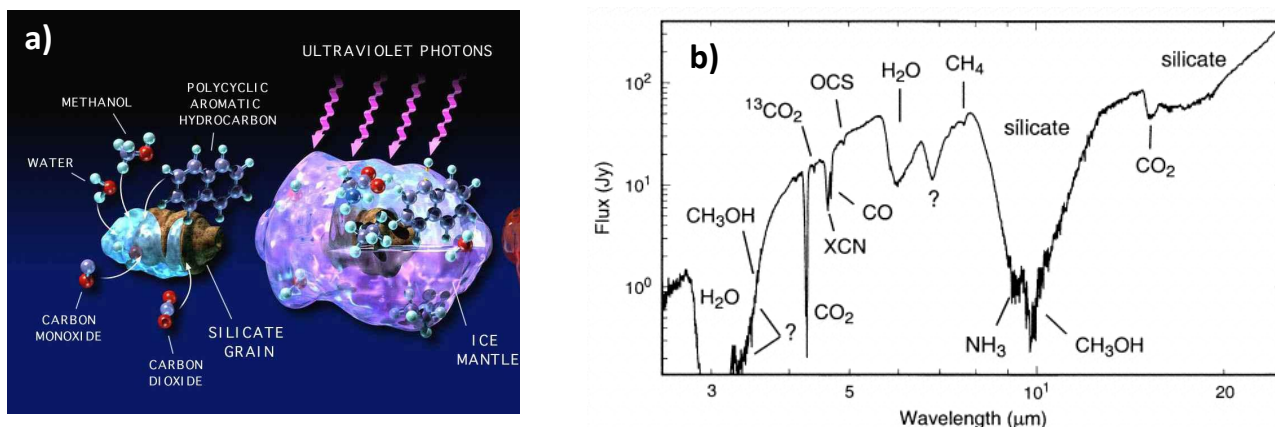


**Figura 3.7** – (a) Dinâmica de moléculas na superfície de um grão de poeira. Fonte: Adaptado de Whittet et al. <sup>[2]</sup>. (b) Ilustração dos processos de migração e reação de moléculas na superfície do grão, chamados de Langmuir-Hinshelwood e Eley-Rideal.

A Figura 3.7a ilustra como as moléculas na fase gasosa são adsorvidas na superfície de um grão de poeira. A taxa deste processo depende das densidades do gás e da poeira, da seção de choque do grão e de um coeficiente que depende das temperaturas do gás e da poeira, chamado de *sticking power*. Este coeficiente é muito importante, pois determina se as moléculas vão se deslocar mais rápidas ou não na superfície do grão, no processo chamado de migração. É importante lembrar que a superfície dos grãos de poeira são irregulares (ver Figura 3.4) e, portanto dificultam a migração. No entanto, tal processo pode

ocorrer por tunelamento ou salto, como ilustrado no mecanismo de Lagmuir-Hinshelwood. A reação pode se dar também por uma colisão direta de uma espécie na fase gasosa com outra já adsorvida, como no mecanismo de Eley-Rideal (Figura 3.7b). Este processo leva à formação de uma camada de moléculas condensadas, e forma o chamado manto de gelo.

O gelo formado na superfície do grão de poeira pode estar sujeito ao campo de radiação do meio interestelar ou estelar, e ser processado quimicamente pela mesma. Tal processamento leva à formação de moléculas mais complexas, do que aquelas previamente adsorvidas. A Figura 3.8 ilustra o manto de gelo na superfície de um grão de poeira, e o espectro do envoltório da estrela jovem W33a, caracterizada por gelos simples e complexos.

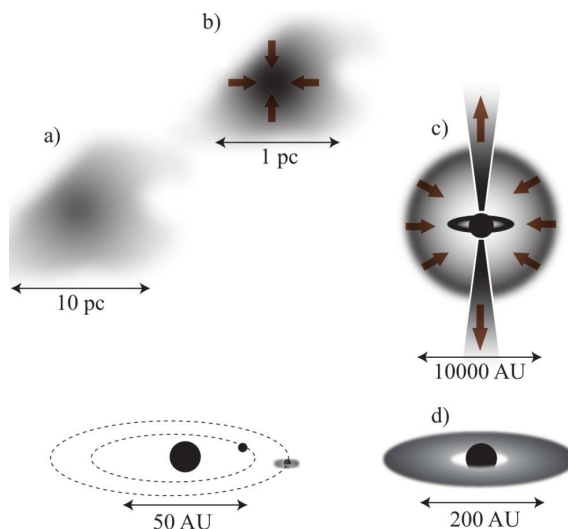


**Figura 3.8** – (a) Ilustração do manto de gelo na superfície de um grão de poeira. Fonte: [http://www.astrochem.org/sci/Master\\_Residues.php](http://www.astrochem.org/sci/Master_Residues.php). (b) Espectro da estrela jovem W33a mostrando a presença de várias moléculas na fase condensada. Fonte: Gibb et al. [9].

A Figura 3.8b mostra a rica presença de gelos em torno da protoestrela de alta massa W33a. Neste espectro é possível identificar moléculas simples, como H<sub>2</sub>O, CO e CO<sub>2</sub>, mas moléculas complexas como CH<sub>3</sub>OH, XCN (OCN<sup>-</sup>) e OCS também estão presentes com abundâncias relativamente altas. Embora a química deste objeto não tenha sido estudada em detalhes, outros trabalhos como Rocha & Pilling [10], mostra como que a presença da radiação ionizante ajuda a resolver o problema da química em torno de estrelas jovens.

### 3. Estrelas

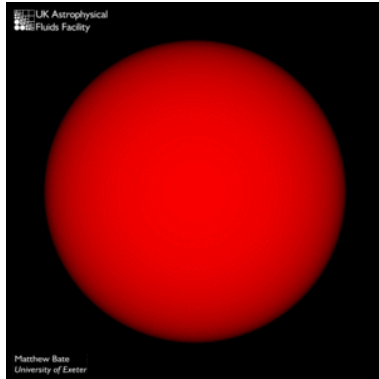
As estrelas são formadas devido ao colapso de certas regiões de nuvens moleculares, quando estas têm seu equilíbrio magneto-hidrodinâmico desestabilizado. Nesta seção apresentamos algumas características deste processo, como ilustrado na Figura 3.9.



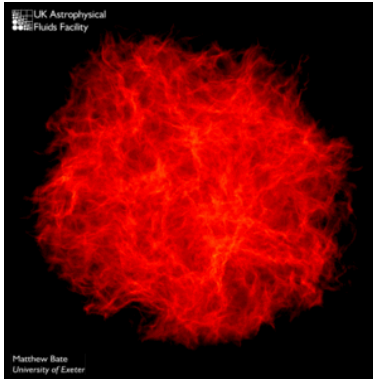


**Figura 3.9** – Ilustração do caminho de formação de estrelas e possivelmente planetas. Em (a) é apresentada a ilustração de uma nuvem molecular, seguida de sua contração devido à gravidade (b). Em (c), (d) e (e) apresentam sistemas mais evoluídos. Fonte: Adaptado de Oberg et al. <sup>[11]</sup>.

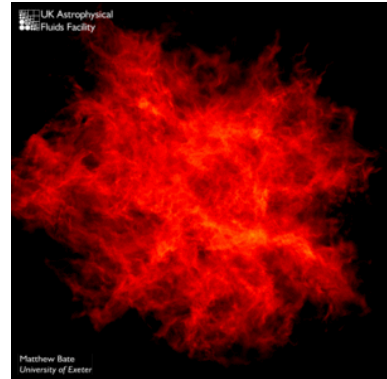
As características de cada etapa do processo de formação estelar serão brevemente apresentadas nas seções seguintes.



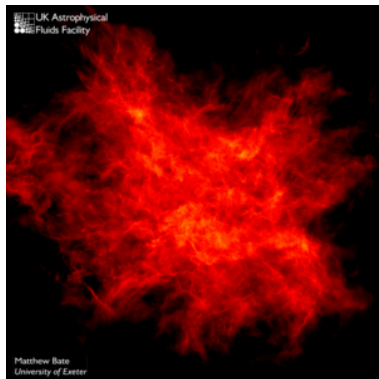
Ano 0: Nuvem de gás de 0.8 pc, contendo 500 massas solares. Os quadros têm 1 pc de lado.



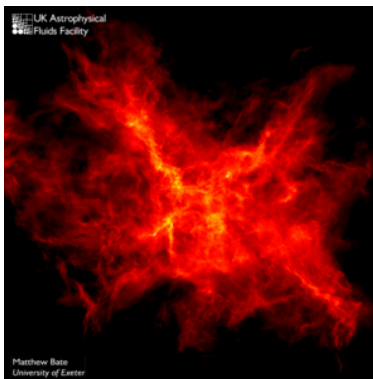
Ano 38.000: São percebidos os efeitos da turbulência espalhando a nuvem em movimentos supersônicos.



Ano 76.000: A turbulência cria ondas de choque que amortecem os movimentos supersônicos.



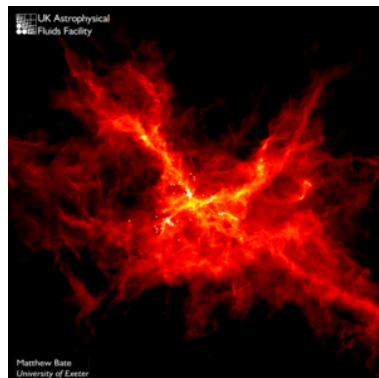
Ano 114.000



Ano 152.000: Quando energia suficiente é perdida o efeito gravitacional forma núcleos densos.



Ano 171.000



Ano 190.000: Inicia-se a formação de estrelas e anãs marrons.



Ano 209.000: Devido à interação das estrelas e anãs marrons, alguns objetos são ejetados do sistema (pontos brancos).



Ano 210.000: Fim da simulação.

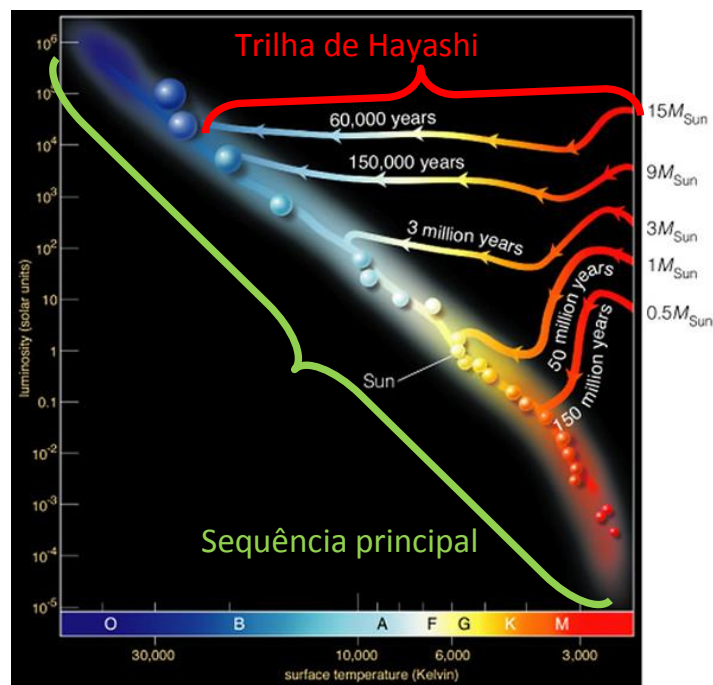
**Figura 3.10** - Simulação computacional do colapso gravitacional de uma nuvem densa, e formação de estrelas e anãs marrons. Fonte: <http://www.astro.ex.ac.uk/people/mbate/Cluster/cluster3d.html>.

### 3.1 Colapso gravitacional

As nuvens moleculares possuem propriedades de rotação, campo magnético e turbulência, cujos efeitos são refletidos no processo de formação estelar. Inicialmente, as nuvens estão em equilíbrio hidrodinâmico, ou seja, a pressão gerada pela temperatura no interior da nuvem é suficiente para contrabalançar a força gravitacional devido à sua massa. Agindo a favor da pressão hidrostática estão o campo magnético (pressão magnética) e a turbulência, impedindo que a nuvem entre em colapso gravitacional. No entanto, algum agente externo (ex. pressão da radiação numa explosão de uma estrela), distante de uma nuvem molecular pode agir com a gravidade, iniciando o processo de colapso gravitacional. A Figura 3.10 mostra uma simulação computacional do colapso gravitacional de uma nuvem molecular de 500 massas solares, na presença de campo magnético e turbulência. A nuvem tem um diâmetro de 0.8 pc e uma temperatura inicial de 10 K (Bate <sup>[12]</sup>).

### 3.2 Diagrama Hertzsprung-Russel (HR) e trilhas de Hayashi

O Diagrama HR foi descoberto independentemente pelos astrônomos Enjar Hertzsprung (1873 - 1967), em 1911 e por Henry Norris Russel (1877 - 1957), em 1913, relacionando o índice de cor de uma estrela e sua luminosidade total. A Figura 3.11 mostra uma ilustração do diagrama HR, onde é mostrada a linha de sequência principal e as trajetórias de Hayashi. Comumente este diagrama é apresentado como luminosidade em função da temperatura efetiva.



**Figura 3.11** - Diagrama HR mostrando a sequência principal e as trilhas de Hayashi. Fonte: <http://zebu.uoregon.edu/~imamura/122/lecture-7/heuristic.html>.

Devido ao colapso gravitacional, como mostrado na Figura 3.10, são formados núcleos densos que são chamados de protoestrelas. À medida que o material vai sendo agregado, a temperatura também aumenta fazendo com que o núcleo denso chegue ao equilíbrio hidrostático, à temperaturas em torno de 4000 K. Neste estágio a protoestrela inicia sua evolução na trajetória de Hayashi, correspondendo ao estágio (d) da figura 3.10. Fisicamente, isto significa que a estrela ainda é muito fria e altamente opaca, e o transporte radiativo não é efetivo em carregar a energia gerada devido à contração. Neste caso, o transporte

da radiação da protoestrela é unicamente convectivo. Uma vez iniciada na trajetória de Hayashi, a evolução da protoestrela depende de sua massa, como mostrado na Figura 3.11. Quando a protoestrela tiver energia suficiente para realizar a fusão nuclear ( $H \rightarrow He$ ), se dará sua entrada na sequência principal do diagrama HR. Isto corresponde ao estágio (e) da Figura 3.10.

#### 4. Conclusões

Dadas as diversas propriedades do meio interestelar, o seu estudo é fundamental na astronomia. Nesse sentido muitos trabalhos envolvendo o gás e a poeira interestelar tem sido publicados em revistas importantes em astronomia. Contudo, a investigação do meio interestelar do ponto de vista da astroquímica está dando seus primeiros passos. Para avançar neste campo, é fundamental agregar conhecimentos de laboratório com dados observacionais e teóricos sobre o meio interestelar.

Da mesma forma o estudo dos processos de formação estelar está sendo revolucionado com o uso de novas e poderosas ferramentas como os grandes telescópios que estão sendo construídos no deserto do Atacama no Chile. Estudos que relacionam como que a evolução estelar afeta seu ambiente, dado os diversos campo de radiação ainda precisam ser desenvolvidos.

#### 5- Referencias:

- [1] Tielens, A. G. G. M. – **The Physics and the Chemistry of the Interstellar Medium**. Editora Cambridge University Press: USA, 2005.
- [2] Whittet, D. C. B. – **Dust in the Galactic Environment**. Editora IoP: United Kingdom, 2ª Edição, 2003.
- [3] Dyson, J. E. & Williams, D. A. – **The Physics of the Interstellar Medium**. 2ª Edição. Editora New York: Taylor & Francis, 1997.
- [4] Henning, Th. & Semenov, D. – **Chemistry in Protoplanetary Disks**. 2013, Chem. Rev., Vol. 113, pp. 9016.
- [5] Wolf, S., Launhardt, R., Henning, T. – **Magnetic Field Evolution in Bok Globules**. 2003, ApJ, Vol. 592, pp. 233.
- [6] Ehrenfreund P. & Charnley S. B. – **Organic Molecules in the Interstellar Medium, Comets and Meteorites: A Voyage from Dark Clouds to the Early Earth**. 2000, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, Vol. 38, pp. 427.
- [7] Rocha, W. R. M. **Uma análise multi-técnica das propriedades físicas e do conteúdo da nuvem interestelar DC291.1-1.7**. 2012, Dissertação (Mestrado) | UNIFEI, Universidade Federal de Itajubá, Itajubá-MG, Brasil.
- [8] Alves, F. O., Franco, G. A. P., Girart, J. M. – **Optical polarimetry toward the Pipe nebula: revealing the importance of the magnetic field**. 2008, A&A, Vol. 486L, pp. 13A.
- [9] Gibb, E. L., Whittet, D. C. B., Schutte, W. A. – **An Inventory of Interstellar Ices toward the Embedded Protostar W33A**. 2000, ApJ, Vol. 536, pp. 347.
- [10] Rocha, W. R. M. & Pilling, S. – **Computational modeling of the class I low-mass protostar Elias 29 applying optical constants of ices processed by high energy cosmic ray analogs**. Aceito em janeiro/2015, ApJ.
- [11] Oberg, K. I. – **Complex processes in simple ices: laboratory and observational studies of gas-grain interactions during star formation**. 2009, Tese (Doutorado) – Leiden Observatory, Leiden University, P.O. Box 9513, 2300 RA Leiden, The Netherlands.
- [12] Bate, M. R. – **Stellar, brown dwarf, and multiple star properties from hydrodynamical simulations of star cluster formation**. 2009, MNRAS, Vol. 392, pp. 590.