

# 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**

## 05 Nuvens Moleculares

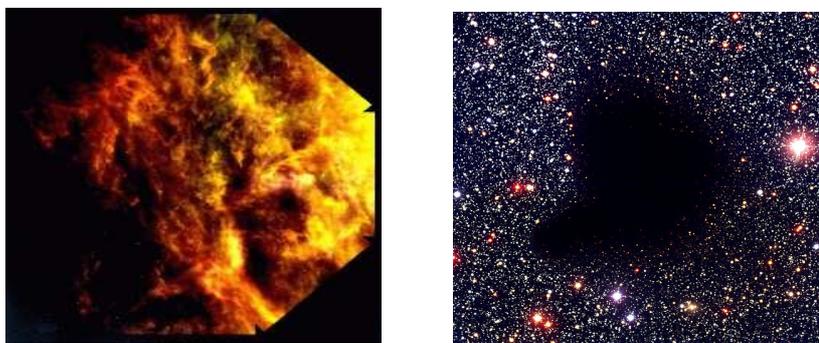
### 5.1 Introdução

Nuvens Moleculares são regiões do meio interestelar compostas por gás e poeira. Elas tendem a ser densas e com alta densidade colunar. Além disso, a formação estelar ocorre em seu interior, podendo formar em seguida ocorrer a formação de novos Sistemas Solares. Devida as altas densidades desses locais, a química do gás acontece principalmente desencadeada por raios cósmicos. Também, os grão de poeira podem ser cobertos por mantos de gelo, devida às suas propriedades de condensação, que são satisfeitas no interior dessas nuvens.

Nesse trabalho, vamos descrever em mais detalhes os processos de ionização no interior de Nuvens Moleculares que podem formar espécies moleculares mais complexas. Destacamos também as propriedades físicas da estabilidade da nuvem. Além disso, mostramos alguns pontos do viés observacional usados para estudar tais objetos.

### 5.2 Características gerais das Nuvens Moleculares

Do ponto de vista observacional, as Nuvens Moleculares já estão bem identificadas e catalogadas. Na Figura 5.1 mostramos dois exemplos de nuvens do meio interestelar.



**Figura 5.1:** Exemplos de nuvens do meio interestelar. (Esquerda) Nuvem molecular difusa, com baixa densidade de gás e poeira. (Direita) Glóbulo de Bok, chamado de Barnard 68. Região com alta densidade colunar e extinção visual. **Fontes:** NASA/IPAC – ESO.

Como pode ser observado da Figura 5.1, existem nuvens mais densas e outras mais difusas do meio interestelar. O perfil de densidade e temperatura nessas regiões atingem condições opostas. Na Tabela 5.1, estão mostrados alguns valores que melhor caracterizam essas propriedades para diferentes tipos de nuvens: difusas, moleculares gigantes, escuras e densas. Cada uma delas está exemplificada por uma região do meio interestelar, na última coluna.

As nuvens difusas possuem mais densidade numérica de gás, do que as gigantes moleculares, mas sua extinção visual é menor porque sua dimensão  $L$  é menor e está associada com a densidade colunar (Bohlin et al. 1955). Os valores de extinção aumentam, conforme aumentam as densidades de gás, relacionadas com os núcleos de nuvens do meio interestelar. Destacamos ainda, a mudança de temperatura

para os diferentes tipos de nuvens. Temperaturas mais baixas são encontradas em regiões mais densas, e estão associadas ao aquecimento pela interação do gás e da poeira com raios cósmicos. Nesses locais, a química da interação gás poeira pode formar mantos de gelo na superfície dos grãos. Esse processo ocorre para  $A_V > 3$  mag (Whittet 2003). Por outro lado, regiões mais quentes estão menos protegidas da radiação, e são mais aquecidas.

**Tabela 5.1:** Propriedades físicas de nuvens moleculares do meio interestelar. Mostramos os tipos de nuvens (coluna 1), a extinção visual (coluna 2), a densidade numérica de gás (coluna 3), as dimensões (coluna 4), as temperaturas (coluna 5), as massas (coluna 6) e finalmente regiões associadas a esses tipos de nuvens (coluna 7). **Fonte:** Stahler & Palla (2004).

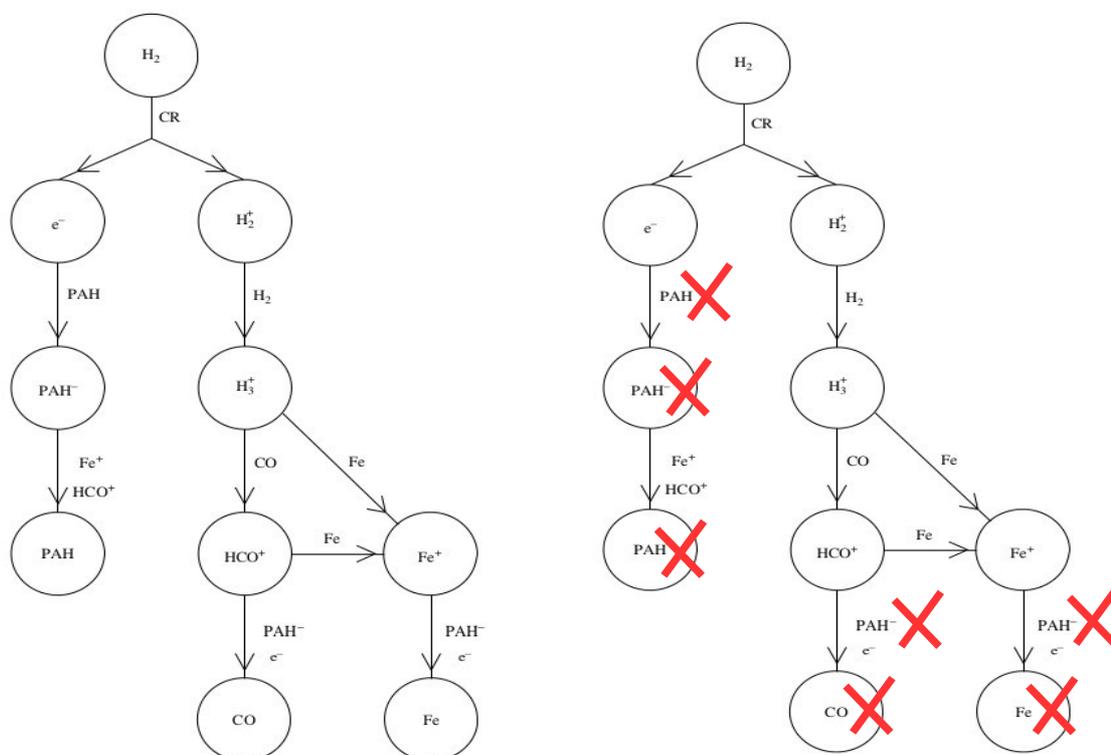
Cloud Type	$A_V$ (mag)	$n_{tot}$ ( $\text{cm}^{-3}$ )	$L$ (pc)	$T$ (K)	$M$ ( $M_\odot$ )	Example
Diffuse	1	500	3	50	50	$\zeta$ Ophiuchi
Giant Molecular	2	100	50	15	$10^5$	Orion
Dark						
Complex	5	500	10	10-25	$10^4$	Taurus-Auriga
Individual	10	$10^3$	2	10	30	B1
Dense	10	$10^4$	$10^{-1}$	10	10	TMC-1/B335

### 5.3 Efeitos físico-químicos da ionização

Os íons têm um papel importante na química entre íons e moléculas em nuvens moleculares, como também na sua estabilidade contra o colapso gravitacional. Nesta seção destacamos os dois processos e seus efeitos.

#### 5.3.1 Reações químicas envolvendo íons

A ionização de moléculas em nuvens densas do meio interestelar ocorre principalmente devida à interação com raios cósmicos (CR). Vemos na Figura 5.2 que os raios cósmicos rapidamente “protonam” espécies moleculares.



**Figura 5.2:** Reações químicas que podem ocorrer no interior de nuvens moleculares. (Esquerda) Os raios cósmicos ionizam o hidrogênio molecular. As próximas reações dependem da presença dos PAH's para neutralizar as moléculas. (Direita) Mesmo processo que ocorre na figura da esquerda, porém sem PAH's (cruz vermelha). Vemos que a nuvem permanece ionizada.

Após os PAH se tornarem negativos (PAH<sup>-</sup>), eles são neutralizados por processos de *photodetachment* e recombinação com íons de metal e íons de moléculas. A taxa do processo de *photodetachment* é calculada por:  $k_{PD} = 4 \times 10^{-10} N_C \exp[-0.25A_V] \text{ s}^{-1}$ , onde  $N_C$  é o número de átomos de carbono do PAH e é mais eficiente para baixas extinções visuais. O coeficiente de neutralização envolvendo PAH's é dado por:  $k_N = 4 \times 10^{-7} \text{ cm}^3 \text{ s}^{-1}$  e é dominante no regime onde  $A_V < 15 \text{ mag}$ . Como a maioria das nuvens interestelares possuem alta extinção visual, o mecanismo de neutralização na presença de PAH's é dominante. Então a presença dos PAH nos modelos de ionização é justificada por manterem as moléculas neutras. É observado da Figura 5.2 que modelo sem PAH's possuem alto grau de ionização. Para concorda com as observações, modelos sem PAH's devem adotar baixas abundâncias de metais (o balanço de ionização é controladas por íons de moléculas).

### 5.3.2 Efeitos da ionização na estabilidade de nuvens moleculares

O grau de ionização em nuvens moleculares depende da taxa de ionização por raios cósmicos ( $\zeta_{CR}$ ) e da taxa de neutralização ( $k_N$ ) mostrada na seção 5.2.1. Ela é dada como segue:

$$x \simeq \left( \frac{\zeta_{CR}}{k_n n} \right)^{1/2} \quad (5.1)$$

onde  $n$  é a densidade da nuvem.

A Equação 5.1 mostra que nuvens bastante densas possuem baixo grau de ionização. Isto tem consequências diretas no processo de difusão ambipolar, e portanto na estabilidade dos núcleos das nuvens.

Partículas carregadas como elétrons e íons são presas às linhas de campo magnético; e as partículas neutras são pouco afetadas. Considerando modelos químicos de nuvens moleculares com PAH, vemos que as moléculas permanece essencialmente neutras. Então, como o campo magnético afeta o colapso gravitacional nessas nuvens? A resposta está nas colisões entre moléculas neutras e as ionizadas. Como as partículas neutras tendem a cruzar as linhas de campo magnético, elas colidem com os íons que estão presos às linhas e os seus movimentos são inibidos. No entanto, se houver um fluxo com direção definida para o movimento das partículas neutras durante o colapso, esse problema é contornado, apesar de retardar o colapso. Este lento processo de migração é conhecido como difusão ambipolar. Estudos envolvendo difusão ambipolar podem ser encontrados em Fiedler et al. 1993 e Duffin & Pudritz 2008.

### 5.3.3 Balanço de energia

A ionização por raios cósmicos pode também aquecer o material de nuvens moleculares, além de fontes de radiação UV. Tielens 2004 mostra que se for considerada uma nuvem com densidade de gás da ordem de  $10^3 \text{ cm}^{-3}$ , os níveis de temperaturas atingidos para determinados processos serão:

- apenas raios cósmicos: 5 K;
- raios cósmicos e turbulência: 8 K;
- raios cósmicos, turbulência e gravidade: 10 K;

Evidentemente outros processos podem ocorrer em nuvens moleculares, como colisão entre grãos ou entre gás e grão e exposição direta à radiação UV, que podem aumentar os níveis de temperaturas alcançados. No entanto isso depende de fatores como: presença de uma estrela jovem em formação no interior da nuvem, altas densidades para dar condições à excitações colisionais, ou ainda uma frente de choque proveniente de uma supernova que possa alterar significativamente o equilíbrio da nuvem. No entanto podemos perceber dos valores acima uma concordância com aqueles apresentados na Tabela 5.1. Além do processo de aquecimento, o resfriamento é importante, pois é através do balanço entre aquecimento e resfriamento que a temperatura de nuvens pode ser determinado.

As moléculas podem ser excitadas eletronicamente, vibracionalmente ou rotacionalmente. Esta última é estudada via observações em rádio, e é pelo seu decaimento rotacional que ocorre o resfriamento dentro de nuvens moleculares. As escalas de tempo de resfriamento são essencialmente pequenas em núcleos de nuvens moleculares devido à alta eficiência de resfriamento das moléculas e às altas densidades. Particularmente, a  $10^4 \text{ cm}^{-3}$ , a escala de tempo é de  $10^4$  anos para um resfriamento a 10 K.



**Tabela 5.2:** Moléculas circum-estelares e interestelares identificadas. **Fonte:** Tielens 2004.

<b>Simple hydrides, oxides, sulfides, halogens</b>				
H <sub>2</sub> (IR,UV)	CO	NH <sub>3</sub>	CS	NaCl*
HCl	SiO	SiH <sub>4</sub> <sup>+</sup> (IR)	SiS	AlCl <sup>+</sup>
H <sub>2</sub> O	SO <sub>2</sub>	C <sub>2</sub> (IR)	H <sub>2</sub> S	KCl <sup>+</sup>
N <sub>2</sub> O	OCS	CH <sub>4</sub> (IR)	PN	AlF <sup>+</sup>
HF				
<b>Nitriles and acetylene derivatives</b>				
C <sub>3</sub> (IR,UV)	HCN	CH <sub>3</sub> CN	HNC	C <sub>2</sub> H <sub>4</sub> <sup>+</sup> (IR)
C <sub>5</sub> <sup>+</sup> (IR)	HC <sub>3</sub> N	CH <sub>3</sub> C <sub>3</sub> N	HNCO	C <sub>2</sub> H <sub>2</sub> (IR)
C <sub>3</sub> O	HC <sub>5</sub> N	CH <sub>3</sub> C <sub>5</sub> N ?	HNCS	
C <sub>3</sub> S	HC <sub>7</sub> N	CH <sub>3</sub> C <sub>7</sub> H	HNCCC	
C <sub>4</sub> Si <sup>+</sup>	HC <sub>9</sub> N	CH <sub>3</sub> C <sub>4</sub> H	CH <sub>3</sub> NC	
	HC <sub>11</sub> N	CH <sub>3</sub> CH <sub>2</sub> CN	HCCNC	
	HC <sub>2</sub> CHO	CH <sub>2</sub> CHCN		
<b>Aldehydes, alcohols, ethers, ketones, amides</b>				
H <sub>2</sub> CO	CH <sub>3</sub> OH	HCOOH	CH <sub>2</sub> NH	CH <sub>2</sub> CC
H <sub>2</sub> CS	CH <sub>3</sub> CH <sub>2</sub> OH	HCOOCH <sub>3</sub>	CH <sub>3</sub> NH <sub>2</sub>	CH <sub>2</sub> CCC
CH <sub>3</sub> CHO	CH <sub>3</sub> SH	(CH <sub>3</sub> ) <sub>2</sub> O	NH <sub>2</sub> CN	
NH <sub>2</sub> CHO	(CH <sub>3</sub> ) <sub>2</sub> CO	H <sub>2</sub> CCO	CH <sub>3</sub> COOH	
<b>Cyclic molecules</b>				
C <sub>3</sub> H <sub>2</sub>	SiC <sub>2</sub>	c-C <sub>3</sub> H	CH <sub>2</sub> OCH <sub>2</sub>	
<b>Molecular ions</b>				
CH <sup>+</sup> (VIS)	HCO <sup>+</sup>	HCNH <sup>+</sup>	H <sub>3</sub> O <sup>+</sup>	N <sub>2</sub> H <sup>+</sup>
HCS <sup>+</sup>	HOCO <sup>+</sup>	HC <sub>3</sub> NH <sup>+</sup>	HOC <sup>+</sup>	H <sub>3</sub> <sup>+</sup> (IR)
CO <sup>+</sup>	H <sub>2</sub> COH <sup>+</sup>	SO <sup>+</sup>		
<b>Radicals</b>				
OH	C <sub>2</sub> H	CN	C <sub>2</sub> O	C <sub>2</sub> S
CH	C <sub>3</sub> H	C <sub>3</sub> N	NO	NS
CH <sub>2</sub>	C <sub>4</sub> H	HCCN <sup>+</sup>	SO	SiC <sup>+</sup>
NH (UV)	C <sub>5</sub> H	CH <sub>2</sub> CN	HCO	SiN <sup>+</sup>
NH <sub>2</sub>	C <sub>6</sub> H	CH <sub>2</sub> N	MgNC	CP <sup>+</sup>
HNO	C <sub>7</sub> H	NaCN	MgCN	
C <sub>6</sub> H <sub>2</sub>	C <sub>8</sub> H	C <sub>5</sub> N <sup>+</sup>		

As reações íon-molécula são mais frequentes porque o hidrogênio molecular é mais abundante. Porém se a barreira de ativação inibir a reação, a recombinação dissociativa passa a acontecer. A terceira reação mais abundante é a de transferência de carga, que justifica a formação de H<sub>3</sub><sup>+</sup>, HCO<sup>+</sup> e H<sub>3</sub>O<sup>+</sup>. Se esta última é inibida a reação de espécies neutras com pequenos radicais passa a ser considerada. No entanto, se todos esses processos falharem, a química na superfície do grão é invocada. Através dela ocorre a formação do hidrogênio molecular e a formação de gelos de H<sub>2</sub>O, NH<sub>3</sub>, CH<sub>4</sub>, H<sub>2</sub>CO e CH<sub>3</sub>OH.

Muita química pode ser feita na superfície de nuvens moleculares, onde os fótons UV têm maior ação. Mas podemos dar alguns exemplos da química no interior dessas nuvens, desencadeada pela interação de moléculas com raios cósmicos:

- Ionização do H<sub>2</sub> resulta no H<sub>3</sub><sup>+</sup>, que reage com O para formar o OH<sup>+</sup>. Este último reage com o H<sub>2</sub> para formar o H<sub>2</sub>O<sup>+</sup> e H<sub>3</sub>O<sup>+</sup>. Pela recombinação dissociativa, há a formação de H<sub>2</sub>O e OH.
- O íon CH<sub>3</sub><sup>+</sup> por recombinação dissociativa produz o CH<sub>3</sub> e por transferência de carga o CH<sub>4</sub>.
- A formação de NH<sub>3</sub> na fase gasosa ainda permanece um desafio. Porém sua formação na superfície de grãos interestelares é bem entendida.

Além dessas reações a formação acetileno e cianoacetileno pode ocorrer:

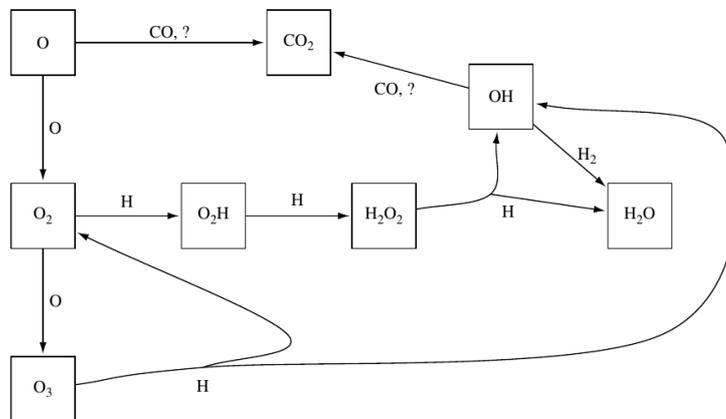
- H<sub>3</sub><sup>+</sup> + C → CH<sup>+</sup> + H<sub>2</sub> (formação do CH<sub>3</sub> e do CH<sub>4</sub> após recombinação dissociativa)  
C<sup>+</sup> + CH<sub>4</sub> → C<sub>2</sub>H<sub>3</sub> + H  
→ C<sub>2</sub>H<sub>2</sub> + H<sub>2</sub> (C<sub>2</sub>H<sub>2</sub> (acetileno) por recombinação dissociativa)
- CN + C<sub>2</sub>H<sub>2</sub> → HC<sub>3</sub>N (cianoacetileno) + H

Evidentemente, todas essas reações têm como fatores limitante a fonte de raios cósmicos e a abundância local de hidrogênio.

## 5.5 Química na superfície do grão

A poeira do meio interestelar constitui apenas 1% da massa de uma nuvem molecular. O restante é composto por gás. No entanto, efeitos físico-químicos envolvendo os grãos são bastante diversificados. Além de contribuir fortemente na formação do manto de gelo e do hidrogênio molecular, os grãos podem ainda causar a extinção e polarização da radiação.

A figura 5.5 mostra um exemplo da química envolvida na formação de H<sub>2</sub>O na superfície do grão.



**Figura 5.5:** A química do oxigênio e a formação de H<sub>2</sub>O na superfície do grão. Nesse processo, eventualmente pode haver a formação do CO<sub>2</sub>. **Fonte:** Tielens 2004.

Reações diretas na superfície dos grãos, entre O e H, deveriam ser bastante eficientes na formação de H<sub>2</sub>O. No entanto, esse processo, depende da acreção dos dois átomos na superfície dos grãos, e depois a reação entre eles. A questão é que, nenhuma espécie “espera” pela acreção de outra. Conforme Tielens 2004, a formação de H<sub>2</sub>O é mais eficiente após a formação do O<sub>3</sub>, como mostrado na Figura 5.5. Como o Ozônio é instável à colisão com o H, isso leva à formação do O<sub>2</sub> e ao OH. Como é grande a abundância do H<sub>2</sub> na superfície dos grãos, o OH reage com o H<sub>2</sub> e leva à formação de H<sub>2</sub>O. Além disso, o oxigênio molecular, pode ser atacado por hidrogênio atômico e convertê-lo em H<sub>2</sub>O.

A química desencadeada na presença de átomo de carbono é diversa, como mostrado na Figura 5.6. Muito do carbono acretado em nuvens moleculares está na forma de CO. As reações entre CO e H possui uma barreira de ativação, porém é uma reação eficiente. O radical formil, que é formado é convertido em formaldeído pela acreção de H. Como ele é instável ao ataque de H, isso leva à formação de um radical methoxy, que formará o metanol em seguida. Algumas reações envolvendo espécies intermediárias, como HCO e CH<sub>3</sub>O são desencadeadas na presença C, N ou O. Nestes caminhos, podem ser formadas a formamida, etanol e ácido fórmico. A eficiência desses caminhos depende da taxa de acreção de H na superfície dos grãos.

Em Oberg et al. 2011, encontramos um estudo sobre as espécies moleculares mais abundantes na constituição de gelos astrofísicos. A Figura 5.7 mostra as abundâncias de gelos astrofísicos em relação ao H<sub>2</sub>O, porque o gelo de água se forma nas fases iniciais da formação estelar e a maioria dos gelos possui alto ponto de sublimação.

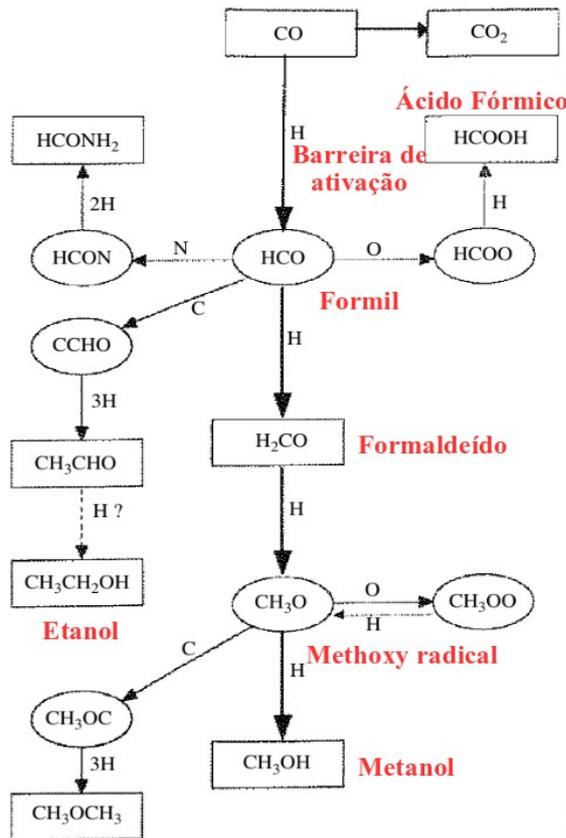
## 5.6 Interação gás-grão

### 5.6.1 Acreção

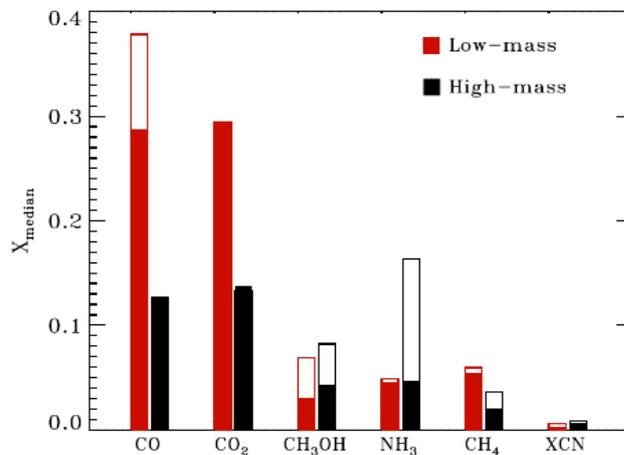
A formação do manto de gelo sobre grãos interestelares, faz com que estes aumentem sua massa e seu tamanho. Para tratar dessa situação, vamos considerar um grão esférico de raio  $a$  imerso em um gás de partículas idênticas de massa  $m$  e densidade numérica  $n$ . A taxa de adsorção de partículas pelo grão é dada por  $\xi\pi a^2 n v$ , onde  $\xi$  é o coeficiente de afixação de moléculas do gás no grão e  $v$  é a velocidade média das partículas. A taxa com que a massa do grão é aumentada é dada por (Whittet 2003)

$$\frac{dm_d}{dt} = \xi\pi a^2 n (2.5kT_g m)^{\frac{1}{2}} \quad (5.2)$$

onde  $T_g$  é a temperatura do gás.



**Figura 5.6:** Fluxo de reações envolvida na hidrogenação e oxidação do CO na superfície de grãos. Várias moléculas podem ser formadas, tais como ácido fórmico, etanol e metanol. **Fonte:** Modificada de Tielens 2004.



**Figura 5.7:** Abundâncias médias de gelos astrofísicos em relação ao H<sub>2</sub>O em protoestrelas de alta e baixa massa. **Fonte:** Oberg et al. 2011.

Considerando que o processo de adsorção leva à formação do manto de gelo de densidade  $s$ , então a taxa de aumento no tamanho do grão é

$$\begin{aligned} \frac{da}{dt} &= \frac{1}{4\pi a^2 s} \frac{dm_d}{dt} \\ &= 0.4\xi ns^{-1} (kT_g m)^{\frac{1}{2}} \end{aligned} \quad (5.3)$$

Resolvendo a Equação 5.3, obtemos que o raio final do grão é  $a = a_0 + \Delta a(t)$ , onde  $a_0$  é o raio do grão a um tempo  $t = 0$  e  $\Delta a(t)$  é

$$\Delta a(t) = 0.4\xi ns^{-1} (kT_g m)^{\frac{1}{2}} t \quad (5.4)$$

Podemos observar da Equação 5.4 que o aumento na espessura do grão independe de  $a$ , o que significa que todos os grãos tendem a crescer ao mesmo tamanho, independentemente do seu tamanho inicial. Porém fatores externos regulam esse aumento, como por exemplo, o fato de que mantos de gelo tendem a desmoronar na presença de um campo UV, mais sobre grãos pequenos que grandes.

Outro fator importante nos modelos astrofísicos, é o tempo de adsorção das moléculas. Dois modelos podem ser considerados: (i) *frosting* (condensação direta de moléculas pré-existentes vindas do gás) e (ii) reações envolvendo átomos adsorvidos e radicais na superfície dos grãos. Usando como exemplo alguns modelos da nuvem escura de Touro (Jones & Williams 1984) e assumindo a abundância de moléculas na fase gasosa de Herbst & Leung 1986, os tempos de acreção de moléculas nas superfícies dos grãos para a formação do gelo de água podem chegar a 10 Gyr (10 bilhões de anos). Como o tempo de vida de uma nuvem molecular é menor que 100 Myr (100 milhões de anos), o cenário para a formação de mantos de gelo é melhor explicado pelo segundo modelo que pelo primeiro.

### 5.6.2 Ejeção de partes dos grãos

Após a formação e coagulação dos grãos interestelares, algumas condições podem favorecer a formação de mantos de gelo sobre tais grãos. No entanto, tanto os gelos como os próprios grãos podem ser destruídos por processos físico-químicos. Neste tópico destacamos alguns deles.

#### *Sublimação*

A formação do gelo astrofísico só é iniciada se as condições da temperatura de condensação for atingida. Essa temperatura varia entre cada molécula e entre as misturas de moléculas devida à sua energia de ligação. Porém se a temperatura de sublimação de cada espécie for atingida, esta voltará para a fase gasosa. A Tabela 5.3 mostra algumas temperaturas para diferentes moléculas puras, como também seus valores no laboratório e o no meio interestelar. Essa diferença é devida às diferenças entre as condições que podem ser atingidas no laboratório e no espaço. Outro fator importante, é que a maioria dos gelos astrofísicos não estão puros, mas encontram-se em misturas com outras espécies. Isso altera a temperatura de sublimação para cada conjunto. Estudos sobre essas diferentes condições podem ser encontrados em (Bar-Nun et al. 1985; Sandford & Allamandola 1988; Collings et al. 2003, 2004).

**Tabela 5.3:** Temperaturas de sublimação de gelos puros. **Fonte:** Tielens 2004.

Species	Laboratory (K)	Space (K)
N <sub>2</sub>	22	13
O <sub>2</sub>	22	13
CO	25	16
CH <sub>4</sub>	30	18
CO <sub>2</sub>	83	50
NH <sub>3</sub>	95	55
CH <sub>3</sub> OH	140	80
H <sub>2</sub> O	150	90

#### *Fotodesorção*

Para grãos grandes, o mecanismo mais importante da desorção é o processo de fotodesorção, que age nas bordas de nuvens moleculares. A taxa da perda de massa do grão devida à desorção é diretamente proporcional ao rendimento de fotodesorção, e ao campo de radiação UV. O rendimento de fotodesorção é muito complicado e os dois valores melhor determinados são  $3 \times 10^{-3}$  e  $\sim 10^{-2}$  para um filme de H<sub>2</sub>O e para um manto de H<sub>2</sub>O, respectivamente. No entanto, espera-se que a formação dos gelos astrofísicos esteja limitada às regiões densas do meio interestelar, como no interior de nuvens moleculares densas. De Whittet 2003, sabe-se que a formação do manto de gelo ocorre quando  $A_V > 3$  mag.

Os estudos de fotodesorção são úteis para determinar também o tempo de vida de um grão de gelo no meio interestelar difuso. Considerando um manto de gelo de espessura igual a  $0.2 \mu\text{m}$ , o tempo máximo que o gelo pode sobreviver é da ordem de  $10^4$  anos.

### ***Sputtering em choques***

No interior de nuvens moleculares densas a poeira e o gelo podem ser destruídos devido ao *sputtering*, que são interações de íons energéticos com o material sólido. Esse processo pode levar à ejeção de átomos para a fase gasosa. A eficiência do *sputtering* depende da razão de energia depositada na superfície do sólido e de sua energia de ligação.

No contexto de gelos astrofísicos, o limiar de energia para que o processo de *sputtering* arranque átomos do gelo é bem menor do que aquele necessário para tirar átomos de materiais refratários. Essa diferença reflete as baixas energias de ligação envolvidas na formação do gelo. Então choques entre o gelo e um gás a baixas energias podem destruir completamente o gelo de  $0.1 \mu\text{m}$ .

### ***Evaporação do manto direcionada por raios cósmicos***

Em uma colisão entre grãos e raios cósmicos pesados (Fe, C, N, O) com energias entre 10 e 100 MeV por núcleo, haverá um depósito de energia no grão a uma taxa de  $\sim 4 \times 10^{11} (\text{MeV/E}) \text{ eV cm}^{-1}$ . Isso pode aquecer o gás a temperaturas entre 50 – 200 K, levando à evaporação espécies de gelos mais voláteis.

Consideremos um fluxo de raios cósmicos de Fe igual a  $10^{-4} \text{ partículas cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ sr}^{-1}$ . A escala de tempo para um raio cósmico atingir um grão de raio  $a$  é dada por:

$$\tau_{\text{CR}} = 8 \times 10^4 \left( \frac{1000 \text{ \AA}}{a} \right)^2 \text{ years} \quad (5.5)$$

Então grãos maiores que  $0.5 \mu\text{m}$ , em nuvens moleculares serão atingidos pelo menos uma vez por raios cósmicos. Um raio cósmico de Fe com energia igual a 100 MeV depositará energia no grão equivalente a  $\Delta E_{\text{DEP}} = 5 \times 10^4 (a/1 \mu\text{m}) \text{ eV}$ . Isso pode aquecer o grão a temperaturas da ordem de 35 K, que alto o suficiente para sublimar mantos de gelo formados por CO, N<sub>2</sub> e O<sub>2</sub>.

## **5.7 Estudos observacionais**

A grande quantidade de linhas de transições rotacionais de espécies moleculares são uma ferramenta poderosa no estudo das propriedades de nuvens moleculares. Algumas transições do CO são bastantes usadas nesse sentido:

- $J = 1 \rightarrow 0$  e  $J = 2 \rightarrow 1$  são úteis para determinar propriedades como densidade e a temperatura cinética do gás como também a profundidade ótica da transição;
- Transições intermediárias, como  $J = 7 \rightarrow 6$ , são sensíveis ao gás quente próximo a objetos estelares jovens ou regiões de fotodissociação.
- Altas transições,  $J = 14 \rightarrow 13$ , traçam as propriedades do gás quente associadas a choques.

Apesar do hidrogênio molecular ser mais abundante que o CO, ele possui apenas transições de quadrupolo, e a mais baixa transição rotacional  $J = 1 \rightarrow 0$ , está associadas a temperaturas da ordem de 100 K. Isso é um problema no processo de detecção, visto que a temperatura média para nuvens molecular é da ordem de 10 K. Detecções ro-vibracionais do H<sub>2</sub> no infravermelho próximo, são indicativos de um gás quente e altas densidades, onde os choques são frequentes.

O H<sub>2</sub> também não é um bom traçador de massa para as nuvens moleculares, devido ao grande espaço entre seus níveis rotacionais e aos baixos valores dos coeficientes de Einstein durante as transições. Para contornar esse problema, outras moléculas são usadas, como também outras metodologias.

A molécula mais usada para determinar a massa de nuvens moleculares é o CO. Fazendo algumas considerações, tem-se que a densidade colunar do CO pode ser determinada por:

$$N_{\text{CO}} = 7.5 \times 10^{14} \left( \frac{T_{\text{B}} \Delta v}{\text{K km s}^{-1}} \right) \text{ cm}^{-2} \quad (5.6)$$

onde  $T_{\text{B}}$  é a temperatura de brilho e  $\Delta v$  é a largura à meia altura da transição.

Como o hidrogênio molecular é mais abundante que o CO, utilizam-se os valor médio da razão entre as abundâncias dessas duas moléculas para estimar a densidade colunar de H<sub>2</sub>. As razão é  $^{12}\text{C}^{18}\text{O}/\text{H}_2 \sim 1.7 \times 10^{-7}$ . Dessa forma, a densidade colunar de H<sub>2</sub> é e a massa da nuvem são dadas por:

$$N(\text{H}_2) = 4.4 \times 10^{21} \left( \frac{T_B \Delta v}{\text{K km s}^{-1}} \right) \text{cm}^{-2} \quad (5.7a)$$

$$M = \mu m_H \int_{\Omega} N_H d\Omega \quad (5.7b)$$

## 5.8 Conclusões

Nesse trabalho mostramos um panorama rápidos do estudo das propriedades físico-químicos químicas das nuvens moleculares. Observamos que a química na fase gasosa é desencadeada principalmente devida à presença de raios cósmicos, que penetram em regiões de alta extinção visual em nuvens densas. Além disso o grão aumenta as possibilidades de reações nessas nuvens, porque mantos de gelo podem crescer em sua superfície, após a acreção de átomos. As espécies de gelos astrofísicos mais abundantes são CO, CO<sub>2</sub>, NH<sub>3</sub>, CH<sub>3</sub>OH e CH<sub>4</sub>. Além do processo de formação desses mantos, mostramos como eles podem também ser destruídos. Vários processos foram mencionados, dentre eles a fotoderoção e o *sputtering*. Apresentamos ainda uma das técnicas mais usadas para determinar as propriedades físicas de nuvens moleculares, que utiliza as informações extraídas de transições rotacionais de moléculas.

## Referências

- Bar-Nun et al. *Trapping and release of gases by water ice and implications for icy bodies*. **Icarus**, 1985.
- Collings et al. *Laboratory studies of the interaction of carbon monoxide with water ice*. **Astrophysics and Space Science**, 2003.
- Collings et al. *A laboratory survey of the thermal desorption of astrophysically relevant molecules*. **MNRAS**, 2004.
- Duffin & Pudritz. *Simulating hydromagnetic processes in star formation: introducing ambipolar diffusion into an adaptive mesh refinement code*. **MNRAS**, 2008.
- Fiedler & Mouschovias. *Ambipolar Diffusion and Star Formation: Formation and Contraction of Axisymmetric Cloud Cores. II. Results*. **ApJ**, 1993.
- Herbst & Leung. *Synthesis of complex molecules in dense interstellar clouds via gas-phase chemistry - Model update and sensitivity analysis*. **MNRAS**, 1986.
- Jones & Williams. *The 3-micrometer ice band in Taurus - Implications for interstellar chemistry*. **MNRAS**, 1984.
- Oberg, K. I. et al. *The Spitzer ice legacy: ice evolution from cores to protostars*. **ApJ**, 2011.
- Sandford & Allamandola. *The condensation and vaporization behavior of H<sub>2</sub>O:CO ices and implications for interstellar grains and cometary activity*. **Icarus**, 1988.
- Stahler & Palla. *The Formation of Stars*. **Wiley**, 2004.
- Tielens, A. G. G. M. *Physics and chemistry of the interestelar medium*. 2004.
- Whittet, D. C. B. *Dust in the Galactic Environment*. 2003.