

Capítulo 1

Ambientes Astrofísicos Congelados e Empoeirados

“Algo só é impossível até que alguém duvide e acabe provando o contrário.”

(Albert Einstein)

1.1 Introdução

A primeira pergunta que surge, em geral, é: “*Como o estudo num departamento de físico-química, num laboratório de química de superfícies, pode ser importante em astronomia?*”.

Existem várias perguntas sem respostas nos modelos de evolução química de vários ambientes astrofísicos. Isso acontece por que não há como fazer a observação *in situ* e os dados colhidos daqui da Terra, ou de satélites, nem sempre são suficientes para fechar um contexto. Reações mais complexas do que a formação do hidrogênio molecular em grãos interestelares a baixa temperatura não são totalmente estabelecidas. Não existem dados suficientes sobre a cinemática de reação na fase gasosa para muitas moléculas mais complexas encontradas em ambientes como nuvens interestelares difusas, regiões de formação estelar, nebulosas planetárias, entre outros. Além disso, faltam dados de espectroscopia molecular na região do infravermelho distante do espectro eletromagnético que poderiam ser usados para comparação com espectros obtidos destes objetos. Mais escassos ainda são os dados referentes a interação de moléculas poliatômicas, à baixas temperaturas, com íons, elétrons e fótons.

Nesse trabalho, pretendemos contribuir fornecendo dados sobre fragmentação e sobrevivência de algumas moléculas pré-bióticas, condensadas a baixas temperaturas e baixíssimas pressões, simulando ambientes astrofísicos congelados, nos quais fótons de raios-X, elétrons

energéticos e íons altamente energéticos estão presentes. Tais resultados podem contribuir para os modelos de caminhos de reação em superfícies astronômicas. Além disso, pretendemos contribuir para o entendimento do processo Auger, uma vez que estaremos, na maioria das vezes, excitando os orbitais de caroço nas moléculas.

Neste capítulo, faremos uma breve introdução sobre os ambientes astrofísicos nos quais essa tese pode ser aplicada.

1.1.1 Meio Interestelar e Poeira Interestelar

O meio interestelar (MI) é a matéria que preenche o espaço não ocupado pelas estrelas em uma galáxia, ou seja, toda matéria, na fase sólida ou gasosa, a altas ou baixas temperaturas, no espaço interestelar e circumstelar (Williams, 2003). As principais fontes de matéria interestelar são os processos de perda de massa em estrelas gigantes vermelhas, nebulosas planetárias, ventos estelares, supernovas, novas e a queda de matéria (*infall*) de origem extragaláctica, enquanto que o esgotamento do material interestelar ocorre essencialmente pela formação estelar (Maciel, 2002), sendo uma parte da perda causada também pela perda de matéria entre a galáxia e o meio intra-aglomerado. Desta forma, do ponto de vista da astronomia, o MI é um componente importante na evolução das galáxias, já que é o reservatório de massa do qual novas estrelas vão se formar, e para o qual as estrelas já formadas ejetam seus materiais processados (na forma de elementos mais pesados do que H) durante sua evolução. Assim, cria-se um maravilhoso ciclo, onde o MI é consumido quando novas estrelas são formadas e é enriquecido continuamente, com poeira e elementos como oxigênio, carbono e nitrogênio, quando as estrelas evoluem e morrem, algumas vezes de forma explosiva, como numa explosão de supernova (SN).

As condições físicas do MI são difíceis de reproduzir em laboratório: as pressões são mais baixas do que 10^{-10} Torr e as temperaturas vão desde menos que 10 K até cerca de 10^6 K. Ele é preenchido por radiação eletromagnética (Ultravioleta, Raios-X, Infravermelho, entre outros tipos) e partículas, principalmente elétrons e prótons rápidos (a maioria com energias da ordem de 1 MeV, mas podendo alcançar valores muito mais altos). A constituição do gás interestelar é parecida com a constituição das estrelas: aproximadamente 90% é hidrogênio atômico ou molecular, 9% hélio e 1% de elementos mais pesados. A abundância de vários elementos pesados como o carbono, oxigênio, silício, magnésio e ferro, é muito mais baixa no meio interestelar do que no sistema solar e nas estrelas. A explicação mais provável é que estes elementos foram usados para formar a poeira interestelar, a qual está misturada no gás e possui tamanho variado, desde manômetros até micrômetros. Regiões contendo gás são transparentes a quase todos os tipos de radiação eletromagnética, com exceção das numerosas linhas estreitas de absorção atômica e molecular (Jatenco-Pereira,

2001).

A descoberta de moléculas no MI entre as décadas de 70 e 80 estimulou a pesquisa em reações do tipo íon-molécula e neutro-neutro. Mais atualmente, com o reconhecimento da importância de regiões de densidade relativamente mais altas, onde as estrelas estão sendo formadas e nas quais as reações de interação poeira-gás dominam, os estudos apontam na direção das interações dos átomos e moléculas na superfície de grãos para a formação e o processamento dos gelos, e dos processos térmicos e não térmicos que podem dessorver as moléculas (Williams, 2000).

A poeira interestelar é importante para a astroquímica do estado sólido, uma vez que ela fornece as superfícies nas quais as reações químicas irão ocorrer e substratos nos quais os gelos podem ser depositados e processados.

O primeiro a observar poeira interestelar foi William Herschel. Ele observou uma aparente deficiência de estrelas numa região rica em estrelas. Na época, não ficou claro do que se tratavam esses “buracos”. Mais tarde, estudos sobre este problema levaram à definição da curva de extinção interestelar padrão que mostra como a extinção (espalhamento e absorção) varia com o comprimento de onda. A extinção foi atribuída à absorção devido a pequenas partículas de poeira, e a curva de extinção tem sido um guia para muitos modelos de poeira.

Enquanto o gás interestelar é constituído principalmente de átomos individuais e moléculas pequenas, a poeira é de composição mais complexa, consistindo de aglomerados de átomos e moléculas constituídos principalmente por silicatos, carbonados e ferro, alguns dos elementos que são sub-abundantes no gás, dando suporte à teoria de que a poeira interestelar formou-se a partir de gás interestelar. A poeira também contém “gelo sujo”, uma mistura congelada de água contaminada por alguns traços de amônia, metano e outros componentes. A composição é muito parecida com a da cauda dos cometas do nosso Sistema Solar.

Diferentemente das regiões do MI preenchidas por gás, as regiões ricas em poeira não deixam a luz das estrelas distantes penetrar. O diâmetro típico de uma partícula de poeira é de 10^{-7} m, comparável em tamanho ao comprimento de onda da luz visível. É sabido que um feixe de luz pode ser absorvido ou espalhado somente por partículas com um diâmetro próximo ou maior que o comprimento de onda da radiação incidente, e o obscurecimento (ou a extinção) produzido pelas partículas aumenta com a diminuição do comprimento de onda da radiação. A profundidade óptica da extinção é relativamente pequena no Infravermelho (IV), aumenta de forma constante no visível, mostra um pico no Ultravioleta (UV) próximo a 220 nm e então aumenta novamente a partir de cerca de 160 nm até o UV distante. Conseqüentemente, regiões de poeira interestelar (cujas partículas têm diâmetro

de $\sim 10^{-7}$ m) são transparentes aos comprimentos de ondas de rádio ou infravermelho, por exemplo ($\lambda \gg 10^{-7}$ m), mas são completamente opacas aos comprimentos de onda de ultravioleta e raios X ($\lambda \ll 10^{-7}$ m). A profundidade óptica, τ_ν , determina a fração da intensidade incidente, sobre um material, que atravessa o meio, inalterada (Equação 1.1) (Porto de Mello, 1995). Nesta equação, l é o comprimento atravessado pela radiação, ρ é a densidade do meio e $\kappa_\nu\rho$ é o coeficiente de absorção do meio (veja Figura 1.1). A intensidade da radiação que atravessa o meio material $I_\nu(l)$ é dada pela Equação 1.2 e depende de τ_ν e de $I_\nu(0)$, que é a intensidade da radiação incidente, (Porto de Mello, 1995).

$$\tau_\nu(l) = \int_0^l \kappa_\nu\rho dx \quad (1.1)$$

$$I_\nu(l) = I_\nu(0)e^{-\tau_\nu} \quad (1.2)$$

Para se ter uma idéia mais quantitativa da profundidade ótica, daremos um exemplo de uma estrela de magnitude aparente +2 fora da atmosfera terrestre. Se sua magnitude observada na superfície terrestre é +3, a radiação estelar foi atenuada por um fator 2,512 de modo que $1/2,512 = e^{-\tau}$ e portanto, $\tau = 0,92$ é a profundidade ótica da atmosfera terrestre ao longo da linha de visada entre a estrela e o observador na região espectral na qual a magnitude está sendo medida. A atenuação sofrida pela radiação aumenta rapidamente com a profundidade ótica. Para $\tau = 5$, apenas 0,007 da radiação original atravessa o meio material sem absorção (Porto de Melo, 1995).

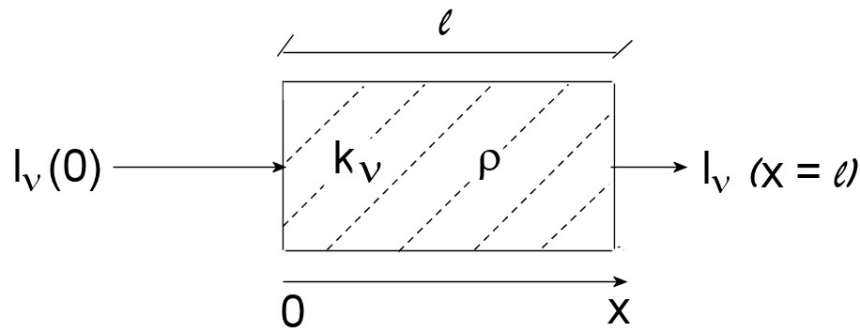


FIGURA 1.1: Esquema representando a radiação incidente, $I_\nu(0)$, atenuada por um meio material, com densidade ρ e coeficiente de absorção $\kappa_\nu\rho$. Adaptada de Porto de Mello, 1995.

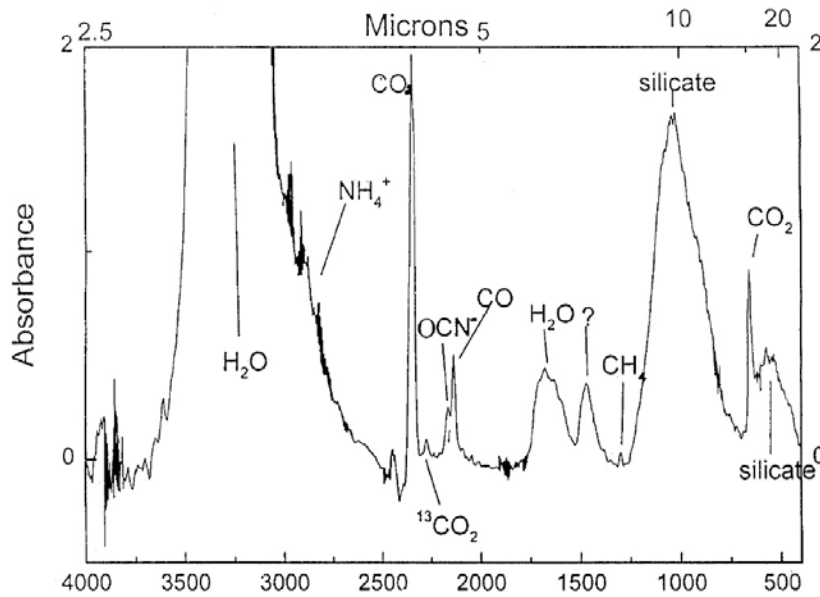


FIGURA 1.2: Espectro infravermelho da Nuvem Escura NGC 7538, tirado com o ISO-SWS mostrando características de absorções indicativos de espécies complexas na nuvem (Whittet et al. 1996).

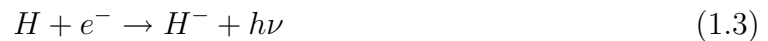
1.2 Nuvens Interestelares Difusas

Nuvens difusas são aquelas onde a radiação das estrelas penetra com certa facilidade e que têm profundidade óptica na região do visível, causada pela extinção da poeira e moléculas, geralmente menor do que 1. Dessa forma, os processos químicos dentro delas são dominados pela fotodissociação e fotoionização devido a radiação UV e raios-X das estrelas. Como resultado, há poucas moléculas, embora o H_2 seja um caso típico. O gás tem, em geral, uma densidade de 100 núcleos de H por cm^3 e pode aparecer como H_2 ou H livre a uma temperatura em torno de 100 K. As moléculas observadas são geralmente diatômicas pequenas do tipo CO, CH, CH^+ , CN, OH, C_2 , entre outras, com abundâncias relativas ao hidrogênio em torno de 10^{-8} ou menos, com exceção do CO, que tem abundância em torno de 10^{-6} . Novas observações têm indicado a presença de algumas poliatômicas simples tais como HCO^+ , CH_2 , HCN, entre outras. Observações recentes indicam que essas regiões também podem conter grandes moléculas com dezenas ou até mesmo centenas de átomos, como os hidrocarbonetos policíclicos aromáticos (PAHs). Tais moléculas grandes têm sido propostas como causadoras das bandas interestelares difusas (DIB, do inglês *Diffuse Interstellar Bands*), que são estruturas largas (comparadas às linhas atômicas) que aparecem nos espectros ópticos e infravermelhos de estrelas brilhantes. Tais moléculas não podem ser formadas no espaço interestelar mas podem ser o resultado da degradação de grãos de carbono interestelar por fragmentação nos choques. Acredita-se que os PAHs sejam formados principalmente nas estrelas que estão passando pelo Ramo Assintótico das

Gigantes (AGB). A fase AGB é uma fase evolutiva avançada de estrelas que começaram suas vidas com massas menores do que $8 M_{\odot}$. Essas estrelas se encontram na parte superior a direita do diagrama HR (diagrama de Hertzsprung-Russell), na região de altas luminosidades ($L/L_{\odot} = 3000$) e baixas temperaturas ($T = 4000\text{K}$). O espectro óptico nas fase iniciais é caracterizado por bandas de óxido de titânio (TiO) e nas fases mais avançadas é caracterizado por bandas de carbono (CN, C₂). Ao atingir o estágio AGB a estrela desenvolve duas regiões de reações nucleares, a que converte hidrogênio em hélio e outra que converte hélio em carbono (Carvalho, 2008). Após esta fase, a estrela passa por uma fase de intensa perda de massa, a partir de fortes ventos estelares e seus materiais processados são ejetados para o meio interestelar. É a chamada fase de pós-AGB.

Nas nuvens interestelares difusas, a poeira tem três importantes papéis na química. Primeiro, a poeira fornece uma diminuição parcial da fotodissociação e fotoionização, uma vez que oferece moderada extinção da luz da estrela. Segundo, a poeira (através do efeito fotoelétrico) acopla a energia da luz estelar ao gás e fornece a principal fonte de aquecimento. Em terceiro, os grãos de poeira permitem que a química heterogênea ocorra.

Um exemplo simples da ajuda da poeira na formação de moléculas é a formação do H₂. A taxa de destruição dessa molécula por fotodissociação em regiões opticamente finas, onde a abundância de H₂ é muito baixa, pode ser calculada com bastante precisão. A formação de H₂, na fase gasosa, é proposta da seguinte forma (Williams, 2003):



ou



O primeiro processo (Equações 1.3 e 1.4) é muito lento e o que é descrito pela Equação 1.5 é fortemente proibido de acontecer. Então, sugere-se que a formação de H₂ se dê a partir dos grãos de poeira.

1.3 Nuvens Moleculares Densas e Regiões de Formação Estelar

As nuvens moleculares são mais densas e opacas do que as nuvens difusas. Esses objetos possuem altas densidades, da ordem de $n_H \sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$, e grandes opacidades (em geral o

valor da profundidade óptica no visível é pelo menos em torno de 5).

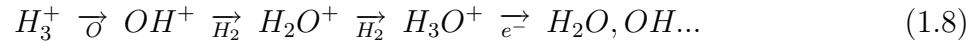
Nesta nuvens, os grãos interestelares têm um papel duplo, (i) atuando como uma camada protetora para as espécies moleculares no interior da nuvem, pela absorção da radiação ultravioleta do campo interestelar e (ii) atuando como sítios de formação de moléculas, principalmente de H_2 . Dessa forma, os processos fotoquímicos são bastante diminuídos e domina a química entre íon-molécula iniciada pela ionização do hidrogênio por raios cósmicos.

TABELA 1.1: Abundâncias moleculares das principais espécies encontradas em Órion KL e na TMC-1. Fonte: Maciel, 2002.

Molécula	Abundância
H_2	1
CO	10^{-4}
H_2O	10^{-6}
CH_3OH	10^{-6}
OH	10^{-7}
H_2CO	10^{-7}
NH_3	10^{-7}
CN	10^{-8}
C_2H	10^{-8}
HCN	10^{-8}
CH_3OCH_3	10^{-8}
CH_3CHO	10^{-8}
OCS	10^{-8}
SO	10^{-8}
SO_2	10^{-8}
CS	10^{-8}
HCO^+	10^{-8}
H_2S	10^{-8}
H_2CS	10^{-8}
HNC	10^{-9}
HCS^+	10^{-9}
HNCO	10^{-10}
$HC_{11}N$	10^{-10}

A química dirigida pelos raios cósmicos tem uma escala de tempo que depende da taxa de ionização por raios cósmicos, ζ (s^{-1}). A escala de tempo é calculada com base na

ionização de H_2 para formação de H_3^+ via equações 1.6 e 1.7. Esse passo é necessário para formar outras moléculas, como mostrado na equação 1.8.



Nessas condições, as abundâncias moleculares das principais espécies moleculares são relativamente altas, conforme pode ser visto na Tabela 1.1, representativa das regiões moleculares da Nebulosa de Orion (Orion KL, de *Kleinmann-Low*) e da nuvem escura TMC-1 (*Taurus Molecular Clouds*), em Taurus. As temperaturas nessas regiões são baixas, da ordem de 10 K, como é o caso da nuvem escura TMC-1, a qual não apresenta indício de formação estelar. Entretanto, nas nuvens moleculares mais densas, como Orion KL, as temperaturas são mais altas, em torno de 30–100 K.

As nuvem moleculares gigantes (GMC, de *Giant Molecular Clouds*) são essencialmente complexos de nuvens moleculares que apresentam intensa emissão molecular e indícios de formação estelar. São, juntamente com alguns aglomerados globulares, os objetos mais massivos da Galáxia. Exemplos de GMC são SgrB2, na região central da Galáxia, e a nuvem molecular em Órion, a cerca de 500 pc do Sol. O colapso gravitacional é um processo que pode transformar uma nuvem molecular em uma região de formação estelar.

A formação estelar afeta a nuvem molecular na qual ela ocorre. A formação de uma estrela de baixa massa, como o Sol por exemplo, é acompanhada por jatos e ventos, mesmo nos estágios iniciais (estágio proto-estelar). Esses ventos são poderosos o suficiente para redistribuir o gás na nuvem molecular e formar novos *clumps* (aglomerados de massa disforme) nos quais novas estrelas podem se formar. A formação de estrelas “massivas” (com massas em torno de dez massas solares) é acompanhada por ventos ainda mais poderosos e por intensos campos de radiação, talvez até um milhão de vezes mais intensos do que o do Sol, mas com máximo de emissão no UV. Rapidamente essas estrelas estabelecem uma zona em torno delas mesmas, a qual é altamente super pressurizada comparada à nuvem, tanto que ela se expande rapidamente conduzindo o material da nuvem. Isso significa que é difícil observar gás próximo à estrela e aprender a partir daquele gás a história de formação estelar. Entretanto, existe uma classe de objetos intermediários que nos dão algumas informações, são os chamados “*Hot Cores*”. Estes são pequenos *clumps* (condensações), de cerca de 1 pc ($\simeq 3,08 \times 10^{16}$ m) ou menor e massas que podem chegar a centenas de massas solares, associados com a formação estelar massiva. Acredita-se que

eles sejam aglomerados densos de gás, com densidade em torno de $n_H \sim 10^7 \text{ cm}^{-3}$, e temperaturas em torno de 100-200 K, onde o gás é aquecido pela radiação ou por ondas de choque. Esses *hot cores* são ricos em moléculas hidrogenadas, como H_2O , NH_3 , H_2S e moléculas orgânicas maiores como metanol, etanol, $\text{CH}_3\text{CH}_2\text{CN}$, e têm uma grande fração de deutério, formando HDO, DCN, D_2CO e CH_2DCN .

A astroquímica do estado sólido se torna extremamente importante em regiões densas das nuvens moleculares, ou seja, nas regiões de formação estelar, onde o mecanismo de interação gás-grão devido às colisões podem se tornar dominantes. Caminhos de reação se tornam possíveis quando eram proibidos na fase gasosa. A formação de gelo nos grãos remove moléculas do gás e afeta o balanço dos elementos assim como o resfriamento. A difusão das moléculas nos gelos pode ainda formar moléculas mais complexas. Tais moléculas podem ser liberadas para a fase gasosa diretamente ou aprisionadas para serem dessorvidas mais tarde.

1.4 Envoltórios Circunstelares Frios, Nebulosas Planetárias, Novas e Supernovas

Em estágios tardios de evolução, as estrelas (massivas ou de baixa massa) desenvolvem, em geral, envoltórios que são quimicamente ativos, que se expandem e são ejetados através de ventos; é a chamada perda de massa. Dependendo da massa da estrela, esses envoltórios podem ser ricos em diferentes elementos e podem ser ejetados de diferentes formas. Estrelas com massas próximas a do nosso Sol, podem ter envoltórios ricos em oxigênio ou carbono. Em envoltórios ricos em oxigênio, a química é mais limitada e cerca de 20 espécies de moléculas já foram identificadas, a maioria inorgânica. Já em envoltórios ricos em carbono, já foram encontradas cerca de até 100 moléculas. As moléculas presentes nas atmosferas (em geral $\sim 2000 \text{ K}$) são espécies simples e estáveis tais como C_2 , CH_4 , C_2H_2 , no caso de estrelas ricas em carbono (Millar 1998).

O estágio final de uma estrela depende basicamente de dois fatores. O primeiro é se ela é uma estrela isolada ou se tem uma ou mais companheiras (sistema binário ou múltiplo) e o segundo é sua massa inicial. A figura 1.3 mostra um esquema de como ocorre a evolução estelar dependendo da massa da estrela. Sabe-se que cerca de 60% das estrelas fazem parte de sistemas binários ou múltiplos. Se a estrela é isolada, sua evolução e, conseqüentemente, seu destino final, dependerá somente de sua massa inicial. Se a massa inicial da estrela estiver abaixo de $0,08 M_\odot$ ela será uma anã marrom. Não será uma estrela pois nunca terá reações nucleares transformando hidrogênio em hélio ($T_{nucleo} < 8$ milhões K).

De um modo geral, as estrelas num intervalo de massa $1 < M(M_\odot) < 8$ na seqüência

principal levam a formação de nebulosas planetárias e anãs brancas (Maciel, 1999). A seqüência principal é uma região no diagrama Hertzsprung-Russell, onde a maior parte das estrelas estão localizadas. Nesta fase, as estrelas estão queimando hidrogênio em hélio através da fusão nuclear em seu núcleo. Após consumir o hidrogênio do interior, essas estrelas de baixa massa saem da seqüência principal passando pela fase de gigante e depois supergigante e ejetarão uma nebulosa planetária. Ao se resfriar, após cerca de 10^4 anos, a estrela central da nebulosa planetária terminará sua vida como uma anã branca. As estrelas de massas mais baixas, podem não alcançar temperaturas centrais suficientemente altas, contraindo-se diretamente para a fase de anã branca, sem ejetar o envelope, o que afetará a sua composição química (Veja Figura 1.3).

Existem cerca de 10^4 nebulosas planetárias em nossa Galáxia e elas receberam esse nome por parecerem com o planeta Urano, quando olhadas através de telescópios pequenos, na época de suas descobertas. A figura 1.4 mostra a nebulosa planetária NGC 7293 e é semelhante ao que se espera da morte do Sol, daqui a vários bilhões de anos.

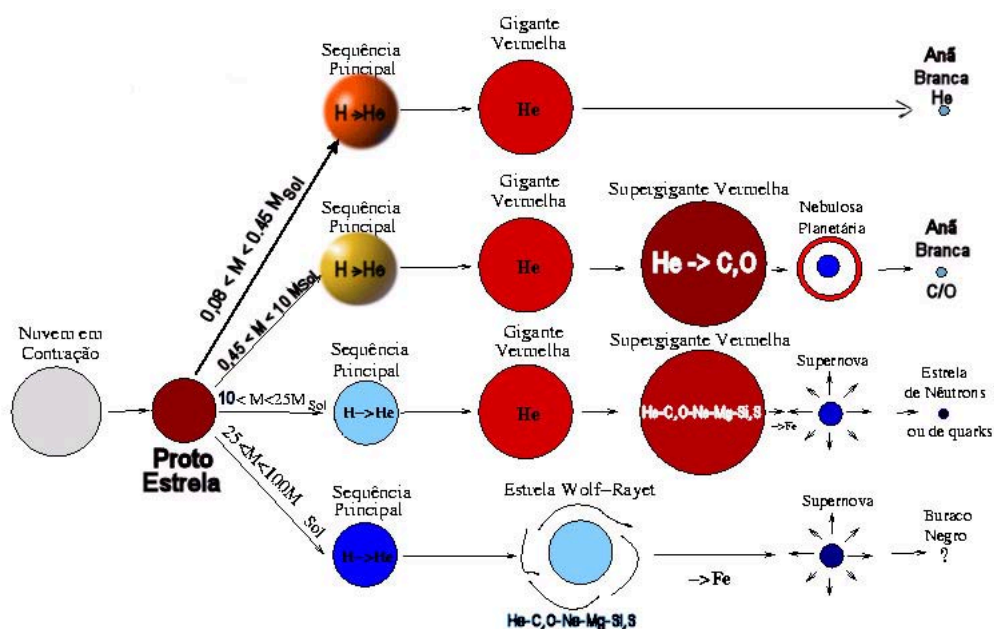


FIGURA 1.3: Esquema mostrando a evolução estelar em função da massa inicial da estrela (Adaptado de Oliveira Filho & Oliveira Saraiva 2004).

Nesses objetos existe uma boa probabilidade de a poeira estar localizada em regiões de alta excitação, e de grãos de poeira de diferentes tamanhos serem acelerados diferencialmente pelos choques. Estes objetos contêm poeira e moléculas que foram processadas durante sua evolução, e são transparentes à radiação estelar. Sugere-se que a molécula grande de hidrocarboneto policíclico aromático (PAH do inglês *Polycyclic Aromatic Hydrocarbon*) criseno, $C_{18}H_{12}$, detetada na nebulosa proto-planetária CRL 2688, possa ter surgido da quebra de grãos de poeira devido aos choques (Justtanont et al. 1996).



FIGURA 1.4: A Nebulosa Planetária NGC 7293 ou Nebulosa de Helix da Constelação de Aquarius. Esta imagem de alto detalhe foi criada a partir da combinação de imagens de alta resolução do telescópio espacial Hubble (HST), com as imagens de campo amplo obtidas no observatório de Kitt Peak (Arizona, EUA). Crédito: NASA, NOAO, ESA.

Conforme foi dito, a estrela central de uma nebulosa planetária evolui até uma anã branca, uma estrela compacta com uma forte gravidade. Se um sistema binário é composto por uma estrela anã branca e uma estrela gigante ou supergigante, a atração gravitacional da anã branca é tão intensa que ela suga a matéria das camadas externas da companheira (normalmente gás hidrogênio e hélio). Este material gasoso agregado forma um disco ao redor da anã branca (figura 1.5). Esse gás acaba por ser fortemente comprimido sobre a superfície da anã branca. Quando a temperatura do gás for da ordem dos 20 milhões de Kelvin ocorre uma reação de fusão nuclear que acaba por expelir de forma violenta o gás remanescente para longe, dando assim origem àquilo que designamos por Nova, produzindo as nebulosidades que freqüentemente aparecem em torno das Novas próximas de nós. Essas estrelas têm suas luminosidades aumentadas em dezenas de milhares de vezes por algumas horas. Na nossa Galáxia são observadas 2 ou 3 por ano, mas, pelas estatísticas de Novas em outras galáxias, devem ocorrer em torno de 50 Novas por ano em nossa Galáxia. As velocidades de ejeção de matéria são da ordem de 1000 km/s. Esse evento pode durar meses e após esse tempo, a estrela volta ao estágio de anã branca. Se o processo se repetir ao fim de alguns anos dizemos que temos uma Nova Recorrente. Até a presente data, foram observadas apenas algumas Novas Recorrentes, cujos intervalos entre as explosões são tipicamente da ordem de algumas décadas. Alguns estudos teóricos mostram que todas

as Novas são de fato recorrentes. O que acontece é que muitas vezes os períodos médios entre explosões medem-se não em décadas, mas em milhares ou mesmo milhões de anos.

Esse declínio de luminosidade é acompanhado por um aumento na emissão IR de poeira quente, mostrando uma assinatura de formação de poeira. Isso significa que num intervalo bastante pequeno de tempo, uma química complexa pode se desenvolver, culminando na formação de poeira. Acredita-se que existam moléculas grandes o suficiente para atuar como centros de nucleação nos quais grãos de carbono possam crescer (Rawlings & Williams 1989).

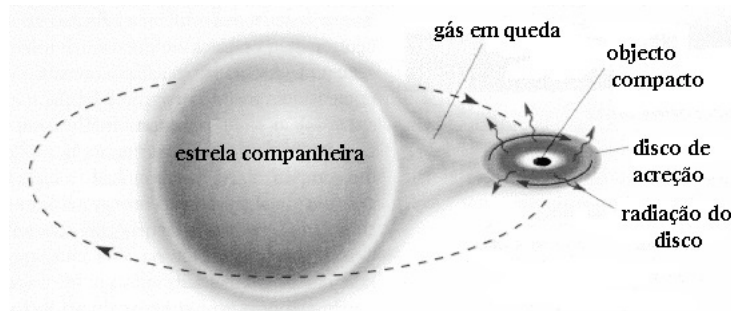


FIGURA 1.5: Esquema de um sistema binário transferindo matéria, que forma um disco de acreção em volta da estrela que recebe massa. A matéria não pode cair diretamente na estrela, por conservação de momento angular. Imagem de USP, Web 2.

Já estrelas com massas acima de $10 M_{\odot}$ evoluem muito rapidamente. Por exemplo, uma estrela de $30 M_{\odot}$ sai da seqüência principal em 5 milhões de anos, enquanto uma estrela de $5 M_{\odot}$ leva 70 milhões de anos para sair. Depois da fase de gigantes, estrelas massivas passam para a fase de supergigantes, com temperaturas nucleares de alguns bilhões de Kelvin, suficiente para permitir reações nucleares a partir do acréscimo de partículas α , produzindo sucessivamente O^{16} , Mg^{24} , Si^{28} , S^{32} , Cl^{35} , Ca^{40} , Sc^{45} , ..., terminando em Fe^{56} . De um modo geral, de $A=1$ até $A=56$, a energia de ligação por núcleon E_B/A aumenta, isto é, os elementos são progressivamente mais estáveis e a formação de um núcleo mais pesado a partir de um mais leve libera energia. Para além do Fe^{56} ocorre o inverso, e a fissão dos núcleos pesados é que libera energia (Maciel, 1999). O $^{56}Fe_{26}$ tem o núcleo mais estável de todos os núcleos conhecidos. Portanto, ao atingir o ferro-56 o ciclo de produção de núcleos sofre uma parada. Não há energia suficiente para sintetizar os elementos mais pesados. Até aqui consideramos processos de nucleossíntese quiescente, correspondendo a queima nuclear hidrostática.

Se quisermos entender a formação de elementos mais pesados da tabela periódica, são necessários outros mecanismos, como os processos -s, -r e -p, que serão mais detalhados adiante. Após a formação dos elementos do grupo do Fe, essas estrelas sofrem um colapso no núcleo, produzindo uma onda de choque que leva à nucleossíntese explosiva. A parte

central da estrela vai ficando cada vez mais rica em ferro e outros metais parecidos (figura 1.6). A atmosfera da estrela vai gradualmente esfriando e o equilíbrio com a gravidade começa a falhar. O núcleo colapsa violentamente em alguns segundos, sob o peso de sua própria atração gravitacional, sem ter outro combustível para liberar energia nuclear. As camadas superiores, que chegam a conter cerca de 90% da massa total da estrela, colapsam sobre o núcleo e após comprimirem, são empurradas para fora com velocidades de milhares de quilômetros por segundos. Tanta energia é liberada num colapso de supernova, que ela brilha com a luminosidade de uma galáxia de 200 bilhões de estrelas. Depois desse espetáculo, a supernova (SN) começa a esmaecer, deixando como resíduo um núcleo extremamente compacto, uma estrela de neutrons (Oliveira Filho & Oliveira Saraiva 2004). As massas mais apropriadas estão num intervalo aproximado de 8-40 M_{\odot} . Massas muito acima deste limite levam à formação de buracos negros (Maciel, 1999).

Em temperaturas da ordem ou maiores que 10^8 K, podem ocorrer reações que produzem neutrons, como:



Esses neutrons podem ser capturados por outros núcleos, aumentando seu peso atômico e formando elementos sucessivamente mais pesados. Por exemplo, um núcleo semente, como ${}^{56}\text{Fe}$, pode capturar nêutrons formando ${}^{57}\text{Fe}$, ${}^{58}\text{Fe}$, ${}^{59}\text{Fe}$ e por decaimento beta, ${}^{59}\text{Co}$, que de forma análoga produz ${}^{60}\text{Ni}$, etc (Maciel, 1999). Esse processo de captura de nêutrons pode se dar pelo processo-s (*slow*), ou pelo processo-r (*rapid*). No processo-s, o fluxo de nêutrons é relativamente pequeno e o núcleo que captura os nêutrons sofrem decaimento beta. Com a liberação de um elétron, o novo núcleo é aumentado, e um novo núcleo estável é formado. Esse é provavelmente o processo responsável pela formação dos elementos da região central da tabela periódica. Esse processo ocorre em gigantes frias, e a captura se dá em escalas de tempo longas, com relação à escala de tempo do decaimento beta, alcançando ${}^{209}\text{Bi}$ com $Z = 83$. Se o fluxo de neutrons for mais elevado, o tempo médio de captura

de nêutrons decresce até se tornar inferior a escala de tempo do decaimento beta. Assim, há a formação de elementos pesados pelo processo-r, aplicável aos elementos do final da tabela periódica. Esse processo aplica-se aos nucleotídeos não alcançados pelo processo-s e àqueles além do ^{209}Bi , ocorrendo basicamente em explosões de supernovas de tipo II. Para temperaturas mais altas, pode ainda ocorrer o processo-p, em que os núcleos atômicos de elementos com $A > 76$ capturam prótons remanescentes das reações termonucleares em temperaturas mais baixas, em reações da forma:

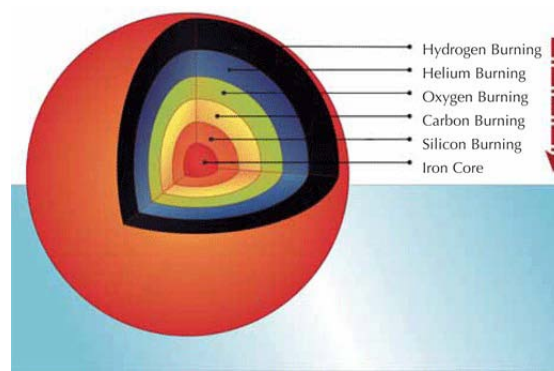


FIGURA 1.6: Esquema mostrando configuração da estrela em seu estágio final.

Acredita-se que, além das AGBs, as supernovas sejam também fontes importantes de ejeção de pequenos grãos de poeira no meio interestelar (Tanaka, 1999). Até 1999, a SN 1987A foi a única onde a nucleação da poeira foi observada (Wooden, 1996). Nas supernovas, a temperatura dos grãos ($\sim 200\text{ K}$) é governada pelo aquecimento radiativo, enquanto a temperatura do gás é governada principalmente pela sua expansão. Se a temperatura dos grãos ejetados é mais alta do que a do gás, a nucleação não ocorre. Tanaka e colaboradores (1999) encontraram que a diferença de temperatura entre gás e poeira na SN 1987 era cerca de 50-200K, o que levou a um atraso na nucleação de 20 a 100 dias. Apesar das condições durante as explosões de supernovas, segundo Meikle et al. (1993), o espectro IR desse objeto mostrou emissão de CO (transição vibracional 2-0) 110 dias depois da explosão e foi confirmado (pela transição 1-0) 157 dias após a explosão. A emissão de SiO (1-0) foi observada 160 dias depois e desapareceu após 519 dias (Bouchet and Danziger 1993). Isso sugere que SiO tenha sido depletado dos grãos de poeira ao longo desse tempo e uma química complexa do estado sólido tomou lugar nos restos expelidos da SN 1987A um ano e meio após a explosão.

Os produtos processados que são ejetados pelas supernovas diferem daqueles das nuvens interestelares, principalmente por que o material expelido é altamente estratificado. As

camadas contendo hidrogênio e hélio são distintas daquelas que contêm carbono e oxigênio. Assim, é necessário o uso de uma química pobre em hidrogênio. A matéria ejetada é quente, densa e bastante ionizada, sendo irradiada também por elétrons rápidos produzidos *in situ* pelo decaimento radioativo. (Lui and Dalgarno 1994, 1995).

1.5 Sistema Solar

Nesta seção, estaremos dando ênfase a algumas das muitas superfícies congeladas do nosso Sistema Solar. Entretanto, vale ressaltar que situações análogas podem existir em outros sistemas planetários.

1.5.1 O Fluxo de Fótons Solar

A Figura 1.7 mostra a estrutura do Sol atual, destacando suas regiões principais (fora de escala). Pode-se notar o caroço central (região A), onde se processam as reações termonucleares, com uma espessura da ordem de $0,2 R_{\odot}$. Nessa região, a temperatura chega a $1,6 \times 10^7$ K, e a densidade atinge um valor máximo de 150 g/cm^3 . A zona radiativa (B) é mais extensa, alcançando até cerca de $0,8 R_{\odot}$. A zona de convecção subfotosférica (C) vai praticamente até a superfície da estrela, uma vez que a fotosfera (D) é relativamente estreita (Maciel, 1999). Essa camada, que é a parte visível do Sol, é a parte mais bem conhecida, formando o espectro contínuo e de linhas espectrais observados.

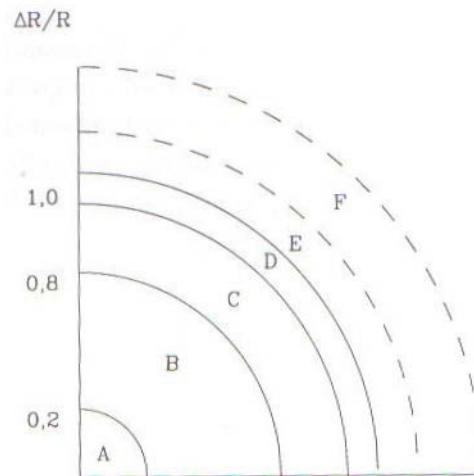


FIGURA 1.7: Estrutura do Sol atual, destacando suas principais regiões. Adaptado de Maciel (1999).

A fotosfera solar, tem cerca de 500 km de espessura, temperaturas da ordem da temperatura efetiva, em torno 5800 K (Maciel, 1999), e emite uma enorme quantidade de radiação eletromagnética: em torno de $7,2 \times 10^7$ watts por metro quadrado, numa esfera

com $6,50 \times 10^5$ km de raio. Como o fluxo da radiação cai com o quadrado da distância, a potência por unidade de área que recebemos na Terra (a 1 unidade astronômica, UA) é de 1367 W/m^2 . A radiação solar abrange os comprimentos de onda que vão desde raios-X até rádio, mas principalmente entre 2000 e 30000 angstroms com o máximo de emissão no visível, em torno de 5000 \AA . A figura 1.8 mostra o fluxo solar nas diferentes energias UV, UUV (ultra-violeta de vácuo) e raios-X na órbita da Terra e na órbita de Titã, adaptada de Gueymard (2004). A partir da figura, é possível verificar que o fluxo solar em Titã é cerca de duas ordens de magnitude mais baixo do que na órbita da Terra e deve diminuir conforme vai se afastando, cada vez mais, em direção aos confins do Sistema Solar. Isso pode ter, por exemplo, aumentado o tempo de vida média de possíveis biomoléculas na época da formação de Saturno, enriquecendo a quantidade de orgânicos não alterados em suas luas.

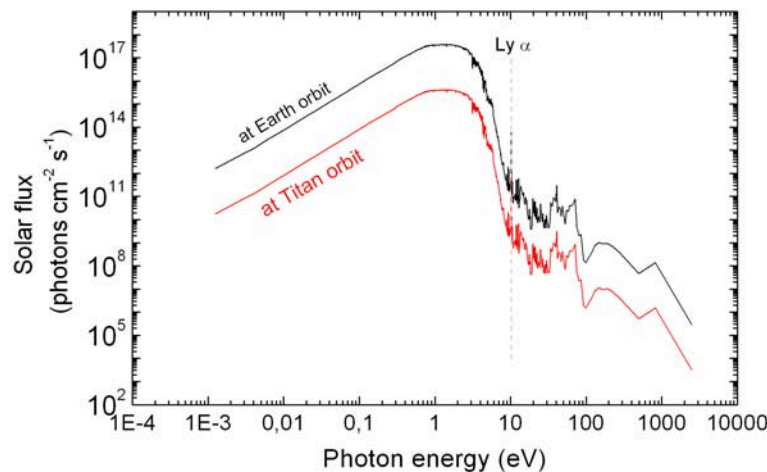


FIGURA 1.8: Espectro mostrando o fluxo solar nas órbitas da Terra e de Titã. Adaptado de Gueymard (2004).

Logo acima da fotosfera, encontra-se a cromosfera (E), que tem cor avermelhada e é visível durante os eclipses solares. Estende-se por 2000 km acima da fotosfera e é marcada pela inversão de temperatura. A temperatura cresce da base para o topo, aumentando a medida que são considerados pontos mais distantes do centro do Sol, tendo um valor médio de 15 mil K. Ainda acima da cromosfera se encontra a coroa (F), também visível durante os eclipses totais e possui uma temperatura que pode chegar até a um milhão de graus Celsius. A coroa se estende a ponto de incluir a órbita da Terra e é responsável pelo vento solar. Essas últimas regiões são praticamente transparentes à radiação emergente da fotosfera.

1.5.2 O Vento Solar

O vento solar é formado pela expansão da camada mais externa da atmosfera solar, a coroa. Esta região de plasma rarefeito, a qual está exposta à forte gravidade solar, é permeada por campos magnéticos. A coroa é aquecida pela propagação de ondas magneto-hidrodinâmicas (MHD), alcançando temperaturas de cerca de 2×10^6 K. Devido às reconexões e aniquilações magnéticas, partículas carregadas, altamente energéticas, como elétrons, prótons, partículas alfa (He^{++}) e íons metálicos são ejetados da coroa solar e interagem com as atmosferas e superfícies dos planetas e seus satélites e com cometas, causando excitações, ionizações e dissociações nas moléculas desses ambientes. Processos como transferência de carga, fluorescência de raios-X e emissão bremsstrahlung também ocorrem (Pilling et al. 2006 e referências citadas).

A velocidade média de 450 km s^{-1} do vento solar corresponde a energia do íon de $\sim 1 \text{ KeV u}^{-1}$ (energia/unidade de massa atômica). O vento solar às altas latitudes heliográficas é emitido de buracos coronais, e sua velocidade alcança aproximadamente 750 km s^{-1} , correspondendo a uma energia de $\sim 3000 \text{ eV u}^{-1}$. A composição elementar do vento solar é geralmente similar à composição solar (Grevesse & Sauval, 1998). A razão média He/H no vento solar varia entre 0,04 e 0,08, originando-se de diferentes fontes. Na tabela 1 (adaptada de Pilling et al. 2006), apresentamos alguns valores médios do vento solar. Próximo à Terra, a velocidade do vento solar varia entre 100 e 900 km s^{-1} , sendo a velocidade média 450 km s^{-1} . Aproximadamente 800 kg s^{-1} de material é perdido pelo Sol, ejetado pelo vento solar. Essa quantidade é desprezível, se comparada com a luz que sai do Sol, a qual é equivalente a $4,5 \times 10^9 \text{ kg}$ de massa convertidos em energia a cada segundo. A tabela 1.2 apresenta algumas propriedades do vento solar. A densidade diz respeito a 95% de H^+ , 4% de He^{++} e traços de íons de C, N, O, Ne, Mg, Si e Fe (Pilling et al. 2006).

Na figura 1.9, apresentamos a distribuição de energia dos elétrons (Krasnopolsky et al. 2004) no cometa Halley, medida em diversas distâncias do núcleo pelas sondas Vega 2 (Gringauz et al. 1986) e Giotto (D'Uston et al. 1989), e na órbita lunar medida por um sub-satélite da APOLLO 16 (adaptada de Lin, McGuire & Anderson, 1974). O espectro de energia dos prótons devido ao vento solar na órbita da Lua também medida pela APOLLO 16 pode ser vista na figura 1.10. A energia média dos prótons do vento solar encontra-se na faixa de 1-2 keV. Tais prótons energéticos possuem energia suficiente para, por exemplo, ejetar os elétrons fortemente ligados da camada K dos átomos de C e O.

TABELA 1.2: Propriedades médias do vento solar a 1 UA. Adaptada de Pilling et al. 2006.

Propriedade	Vento solar Quiescente	Vento solar Turbulento
Densidade	~ 10 íons cm^3	$\sim 20-40$ íons cm^3
Bulk speed	~ 450 km s^{-1} ($100-600$ km s^{-1})	~ 750 km s^{-1} ($700-900$ km s^{-1})
Temperatura do íon	$\sim 8 \times 10^4$ K	$\sim 3 \times 10^5$ K
Energia do fóton	$\sim 0,6$ keV	~ 3 keV ($1-10^4$ keV)
Energia do elétron	$0,3$ eV ($0,1-10^4$ eV)	$1,5$ eV ($0,1-10^4$ eV)
Campo magnético	$3-8 \times 10^{-5}$ G	$10-30 \times 10^{-5}$ G
Fluxo de energia	$\sim 0,5$ erg cm^{-2}	~ 15 erg cm^{-2}

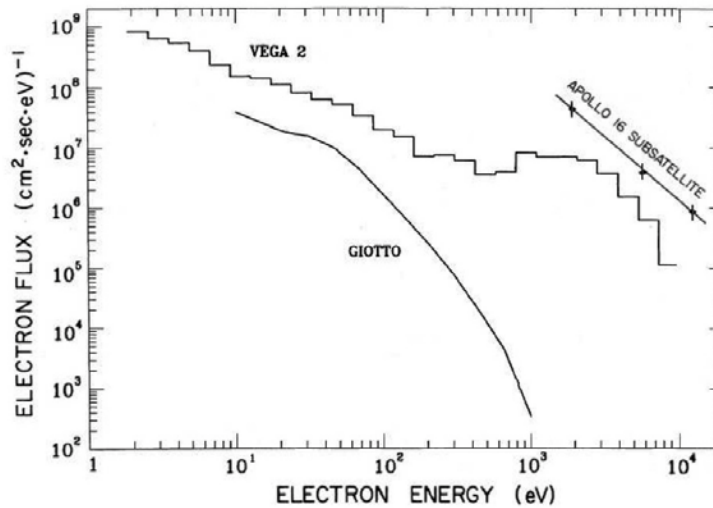


FIGURA 1.9: Fluxo de elétrons no cometa Halley medidos pelas sondas Vega 2 e Giotto e na órbita da Lua pela APOLLO 16 (Lin et al. 1974).

1.5.3 Cometas e Objetos do Cinturão de Kuiper

Na descrição mais geral, cometas são corpos pequenos do Sistema Solar compostos por uma mistura de gelo e poeira. Essa definição descreve apenas uma parte dos cometas, que é o núcleo cometário. Como em grande parte do tempo eles estão longe do Sol, ficam reduzidos a uma “bola de neve de gelo e poeira”. Apenas quando eles se aproximam do Sol desenvolvem suas outras componentes: coma e cauda. Algumas sondas foram enviadas para estudar esses objetos mais de perto, entre elas a Giotto, que passou a aproximadamente 500 km do núcleo do Halley em 1986. Essa missão revelou que o cometa Halley possuía um núcleo de forma irregular ($8 \times 8 \times 16$ km^3 no tamanho). A tabela 1.3 mostra alguns compostos possivelmente detectados nos grãos e no gás do cometa Halley por espectrometria de massa (Despois & Cottin, 2005). Os níveis de segurança da detecção pelo

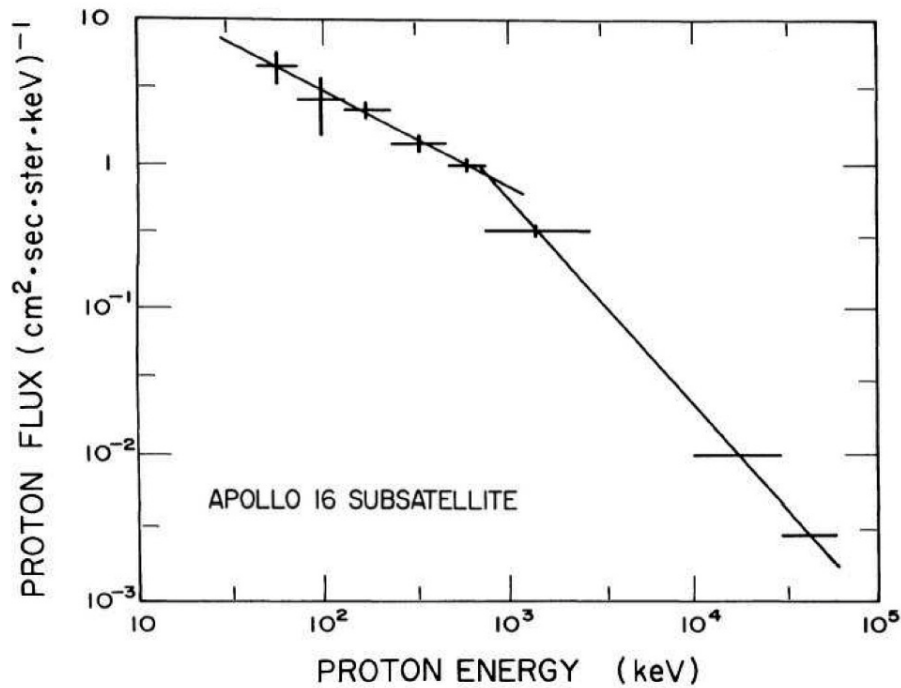


FIGURA 1.10: Espectro de energia dos prótons devido ao vento solar na órbita da Lua medido pela APOLLO 16 (Lin et al. 1974).

espectro de massa para essa tabela são estabelecidos como segue: Confirmado: Molécula foi detectada também por observações remotas; - Alto: A molécula não foi detectada por observações remotas, mas estava presente após irradiações em laboratórios de gelos cometários análogos; - Médio: Molécula detectada apenas por espectrometria de massa com bom nível de segurança. Baixa: Molécula apenas sugerida pela espectroscopia de massa com baixo nível de segurança.

A densidade do núcleo do cometa é difícil de medir precisamente. Este valor encontra-se num intervalo entre $0.5\text{-}0.9\text{ g/cm}^3$ (Ball et al., 2001). Essa densidade é menor do que a do gelo de água. Usando esses valores de densidade, estimou-se que o cometa Halley tem 10^{18} g, ou seja, 1 trilhão de toneladas.

Os cometas são ricos em água e em moléculas contendo carbono, dois constituintes de extrema importância para a vida na Terra. Acredita-se que cerca de até 10 % da água e um grande percentual das moléculas carbonadas existentes no nosso planeta tenham origem cometária, numa época em que os choques de corpos menores com a Terra eram bastante constantes. Há outras teorias que dão uma importância ainda maior aos cometas, propondo que, posteriormente, os cometas possam ter trazidos elementos mais complexos para a formação da vida. Oró (1961) escreveu: *“Eu sugiro que uma das mais importantes conseqüências da interação cometa-Terra foi o acúmulo em nosso planeta de grande quantidade de compostos de carbono, os quais são transformados espontaneamente em amino-ácidos, purinas e outros compostos bioquímicos.”*

TABELA 1.3: Moléculas orgânicas sugeridas a partir do espectro de massa do gás e da poeira no cometa Halley. Tabela adaptada de Despois & Cottin, 2005.

Molécula	Família	Nível de segurança
Ácido hidrocianico	C-N-H	Confirmado
Methyl cyanide	C-N-H	Confirmado
Acetonitrila	C-N-H	Confirmado
Metanol	C-O-H	Confirmado
Formaldeído	C-O-H	Confirmado
Ácido fórmico	C-O-H	Confirmado
Acetoaldeído	C-O-H	Confirmado
Amônia	N-H	Confirmado
Ácido isocianico	C-N-O-H	Confirmado
Etano	C-H	Confirmado
Acetileno	C-H	Confirmado
Ácido acético	C-O-H	Alto
Polioximetileno	C-O-H	Alto
Eteno	C-H	Alto
Aminoetileno	C-N-H	Médio
Pyrraline	C-N-H	Médio
Pirrol	C-N-H	Médio
Imidazol	C-N-H	Médio
Piridina	C-N-H	Médio
Pirimidina	C-N-H	Médio
Pentino	C-H	Baixo
Hexino	C-H	Baixo
Butadieno	C-H	Baixo
Benzeno	C-H	Baixo
Tolueno	C-H	Baixo
Purina	C-N-H	Baixo
Adenina	C-N-H	Baixo
Oxi-imidazol	C-N-O-H	Baixo

Vários autores contemporâneos, como Delsemme (2000), Greenberg (1993, 1998) e Chyba e Sagan (1997), têm sugerido que cometas são possíveis fontes de moléculas pré-bióticas.

Os planetas do nosso Sistema Solar têm sido diferenciados (modificados) por processos

térmicos, o que os torna diferentes do que eram à época de formação. Já asteróides e cometas são mais preservados e podem nos fornecer um melhor entendimento sobre a época em que o nosso sistema planetário se formou. Acredita-se que eles sejam corpos que carregam significativa informação sobre a formação do nosso sistema planetário, pois neles podem ter sobrevivido moléculas orgânicas em sua forma inicial (sem sofrer diferenciação devido à radiação ou ao aquecimento).

Um cometa se encontra na fase ativa quando se aproxima do Sol e desenvolve uma coma ao redor do núcleo, a qual consiste de um halo grosseiramente esférico de gás neutro e partículas de poeira (veja Figura 1.11). Além dessa coma, uma nuvem de hidrogênio atômico é produzida a partir de fotodissociação de algumas espécies, principalmente água; esta nuvem pode ter entre 1 a 10 milhões de km. A partir do núcleo e da coma, pode-se desenvolver três tipos de cauda: uma cauda de plasma, uma cauda de poeira e uma cauda de átomos de sódio neutro.

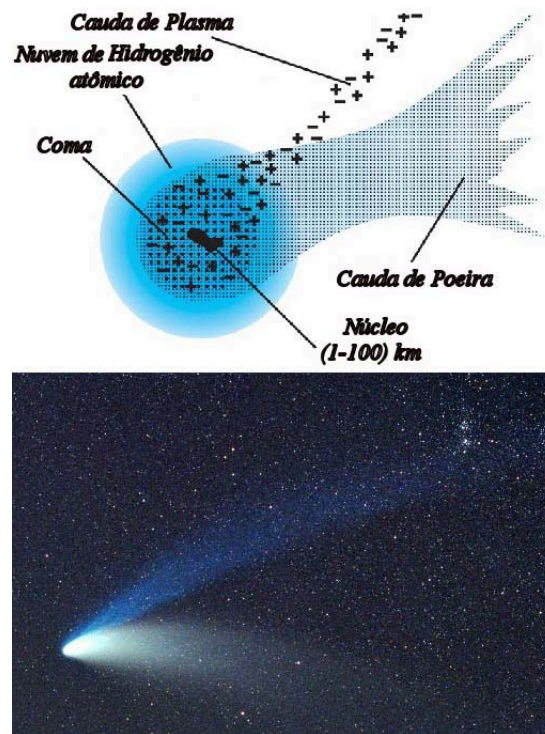


FIGURA 1.11: Topo: Esquema de um cometa ativo. O Sol estaria na direção oposta a cauda de íons, cuja forma é devida a interação com as partículas rápidas carregadas do vento solar. Depois & Cottin, 2005. Abaixo: Foto do cometa Hale-Bopp em 1 de abril de 1997. Crédito: NASA, Hale-Bopp.

A cauda de plasma é feita de íons (atômicos e moleculares) e de elétrons. Ela é quase perfeitamente oposta a direção solar. Ela é produzida pela interação do vento solar (prótons e partículas carregadas) com os íons produzidos na coma. A cauda de poeira é constituída de pequenos grãos que refletem e espalham a luz solar e que possuem diâmetro típico entre 1 e 10 micrômetros. A forma da cauda de poeira depende do equilíbrio entre a

força gravitacional do Sol e da pressão de radiação devido aos fótons da radiação solar. A terceira cauda, a de sódio neutro, foi descoberta no cometa C/1910 A1 e re-observada recentemente no cometa Hale-Bopp. Essa cauda tem uma direção similar à da cauda de poeira.

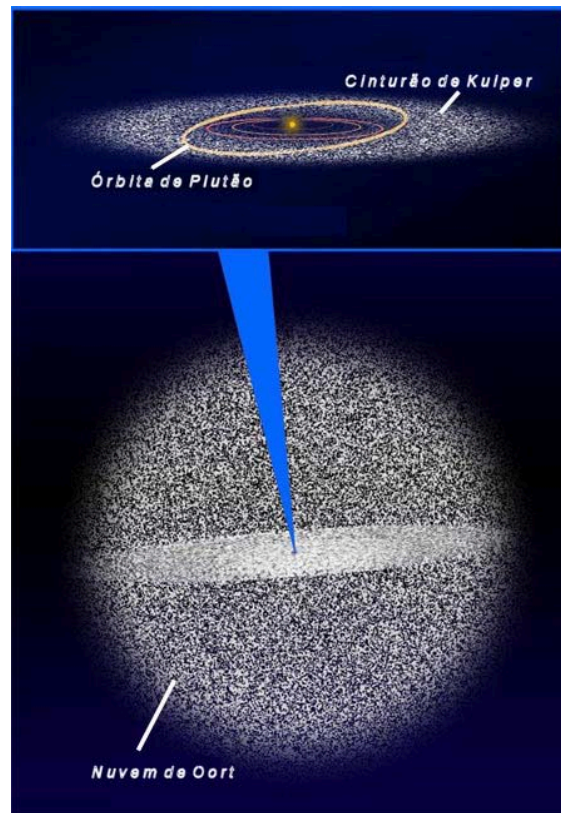


FIGURA 1.12: Esquema do Sistema Solar mostrando as órbitas planetárias, Cinturão de Kuiper e a Nuvem de Oort. Imagem: Leite, Daniel.

Os cometas podem se originar de duas regiões distintas, formando duas populações: a da Nuvem de Oort (30000 - 60000 UA) e a do Cinturão de Kuiper (30-100 UA). 1 UA (Unidade Astronômica) é a distância média Terra-Sol. A população da Nuvem de Oort se originou a partir da zona dos planetas gigantes e foi responsável pelo bombardeamento inicial do sistema solar interno. Nessa época, os cometas mantinham seus núcleos a temperaturas da ordem de no máximo 225 K (próximos a Júpiter), existindo aqueles que estavam na faixa de 50 K (próximos de Netuno). Acredita-se que os cometas vindo de Júpiter tenham chegado primeiro e que os de Netuno chegaram por último, trazendo consigo os gases mais voláteis e a maioria das moléculas pré-bióticas. Hoje em dia, esses cometas estão misturados na Nuvem de Oort e quando um cometa “novo” se torna visível, não sabemos de que zona ele se originou.

Os cometas do Cinturão de Kuiper (EKB, do inglês *Edgeworth-Kuiper Belt*) formam um grupo que possui uma órbita muito mais achatada no plano da eclíptica, indicando que eles não devem ter vindo da Nuvem de Oort, a qual possui uma simetria mais esférica

(figura 1.12). Esse cinturão de cometas se estende além de Netuno.

Próximo à região interna do Cinturão de Kuiper estão Plutão e sua lua, Caronte, os quais possuem a superfície dominada por gelo de N_2 e H_2O , respectivamente. Esses gelos, ou talvez misturas deles, podem estar presentes em outros objetos Trans-Netunianos. Plutão, Caronte e todos os objetos do EKB (EKBO, do inglês *EKB objects*) residem em um ambiente de fraca, mas constante radiação UV, raio-X e íon energéticos que levam a reações químicas na superfície de seus gelos. Entre os efeitos causados pela interação de fótons e íon energéticos em suas superfícies incluem-se mudanças na composição do gelo, na volatilidade, mudanças no espectro e no albedo. A tabela 1.4 lista materiais orgânicos gelados que foram identificados em objetos localizados próximos à borda do Sistema Solar. Os fluxos de energia foram baseados nos valores de Plutão (Johnson, 1989) assumindo uma dependência com $1/r^2$ para o fluxo de fótons UV e um fluxo constante de raios cósmicos. Os Centauros são uma classe de planetóides congelados que orbitam o Sol entre Júpiter e Netuno, cruzando a órbita dos planetas gigantes.

TABELA 1.4: Moléculas orgânicas e materiais complexos presentes no EKB. Moore et al. 2003.

Objeto	Molécula na fase sólida	Fluxo de energia Raios Cósmicos (MeV) H^+	Fluxo de energia Fótons UV
Centauros	H_2O , gelos contendo CH CH ₃ OH, silicatos, Orgânicos (Tolins)	$\sim 10^7$	3×10^9 $\sim 10^{10}$
Tritão (Lua de Netuno)	N_2 , CH_4 , CO , CO_2 , H_2O	$\sim 10^7$ $\sim 10^7$	3×10^9 3×10^9
Plutão	N_2 , CH_4 , CO and H_2O	$\sim 10^7$	10^9
Caronte	H_2O , NH_3 , NH_3 hidratado	$\sim 10^7$	10^9
EKBO	H_2O , gelos contendo CH CH ₃ OH, silicatos	$\sim 10^7$	10^9

Diferenças na composição dos objetos congelados da borda do Sistema Solar podem ser entendidas, em parte, pela variação da temperatura, a qual afeta a pressão de vapor e as massas, conseqüentemente afetando a velocidade de escape. A temperatura na superfície de Tritão, Plutão e Caronte fica em torno de 30-40 K e nos EKBOs e cometas além de 40 AU é cerca de 30 K. Embora Plutão e Tritão sejam frios e massivos o suficiente para reter gelos de N_2 , CH_4 e CO , voláteis similares detectados em cometas devem ter sido aprisionados no gelo de H_2O . Os Centauros são, supostamente, objetos de transição entre

os EKBOs e os cometas de curto período e estão em órbitas instáveis na região dos planetas gigantes. Suas superfícies são mais quentes do que a de Tritão e, provavelmente, depletadas em N_2 , CO e CH_4 , mas estas moléculas podem ainda existir se estiverem armazenadas em uma matriz de H_2O em camadas internas congeladas.

Uma característica comum a todos esses objetos é a exposição aos fótons de UV e aos raios cósmicos, principalmente H^+ , He^+ e O^+ , os quais vão lentamente modificando a química dos gelos da superfície (Moore et al. 2003). Fótons UV absorvidos nas atmosferas de Tritão, Plutão e Titã podem formar produtos que precipitam, caindo em suas superfícies. Já a contribuição dos fótons UV em superfícies sem atmosfera é pequena. Segundo Moore et al. (2003) a razão para isso é que a profundidade de penetração do UV nestes gelos é apenas cerca de $0,15 \mu m$.

A influência dos prótons de MeV nas moléculas é conhecida em termos gerais. Cada H^+ (~ 1 MeV) cria um rastro de milhares de ionizações e excitações ao longo do caminho no gelo, sendo a sua energia lentamente degradada. As ionizações irão produzir elétrons secundários, os quais irão criar traços separados, excitando e ionizando ainda mais, quebrando ligações e facilitando as mudanças químicas. Para gelo de H_2O , um próton de 1 MeV atravessa cerca de $23 \mu m$, mas prótons com energias mais altas têm maior poder de penetração. Além disso, cascatas secundárias de raios cósmicos podem penetrar dezenas de metros.

Acredita-se que durante o primeiro milhão de anos, quando a atmosfera terrestre não existia, todas as moléculas que chegavam através dos cometas eram dissociadas pelo aquecimento do impacto, o qual era suficiente para produzir grandes lagos e mares de lava fundida. A situação mudou drasticamente, quando passou a existir uma atmosfera substancial. Quando os cometas chegam no Sistema Solar interno, o núcleo perde material volátil por sublimação e decai em poeira. A poeira cometária é freada sem muito aquecimento na atmosfera superior da Terra, o que já foi provado a partir da captura dessas partículas pelo programa U2 da NASA. A partir desse programa, descobriu-se que essa poeira ainda continha muitas moléculas orgânicas, inclusive moléculas pré-bióticas. A tabela 1.5 diz respeito à comparação entre a composição dos gelos cometários e interestelares (abundâncias relativas a água) .

1.5.4 Satélites Naturais Congelados

As magnetosferas planetárias retêm elétrons e população de íons que passam a espiralar nas suas linhas de campo magnético, formando um plasma. Estes íons podem surgir da atmosfera superior ionizada, do vento solar, de raios cósmicos e de atividades vulcânicas, como no satélite Io de Júpiter. Estas espécies iônicas interagem com a superfície congelada

TABELA 1.5: Comparação entre as abundâncias das moléculas presentes em gelos interestelares e cometários. Tabela adaptada de Crovisier (1998).

Molécula	Gelo interestelar	Gelo cometário
H ₂ O	100	100
CO	10–40	20
CO ₂	10	6
CH ₃ OH	5	2
H ₂ CO	2-6	1
HCOOH	3	0.05
CH ₄	1-2	1
outros		1
hidrocarbonetos	?	C ₂ H ₂ + C ₂ H ₆
NH ₃	<10	0.6
O ₃	<2	?
OCS, XCS	0.2	0.7 OCS + CS + H ₂ CS

dos satélites produzindo vários fragmentos, os quais irão formar novas moléculas.

A superfície dos satélites galileanos Europa, Ganimedes e Calisto revelam superfícies dominadas por gelo de água (Calvin et al., 1995), materiais hidratados e quantidades menores de SO₂ (Lane et al., 1981; Noll et al., 1995), CO₂ (Smythe et al., 1998) e H₂O₂ (Calvin et al., 1995). Oxigênio molecular (O₂) foi também identificado nas superfícies dessas três luas e faz parte da atmosfera de Europa e Ganimedes (Hall et al., 1995, 1998). Ozônio (O₃) foi encontrado apenas em Ganimedes. Estas luas geladas de Júpiter experimentam significativo bombardeamento por prótons, elétrons e íons, principalmente íons de enxofre e oxigênio, os quais alteram suas composições da superfície. Novas espécies são formadas, já que algumas espécies estão armazenadas (aprisionadas) no gelo e causam reações químicas entre si, enquanto outras ligações químicas se quebram e re-arranjam os átomos e moléculas ali presentes.

Titã, a lua de Saturno, é o único satélite do Sistema Solar que possui uma densa atmosfera (cerca de 1,6 vezes mais densa do que a atmosfera da Terra). A atmosfera de Titã é composta principalmente de N₂ com um pouco de metano e outras moléculas orgânicas. As emissões de CH₄ surgem principalmente entre 400–750 km de altitude e têm sido verificadas pela VIMS/Cassini (Kim et al. 2005). Entre os menores constituintes da atmosfera incluem-se as nitrilas, CO, CO₂ e outros hidrocarbonetos. Dados dos constituintes da atmosfera foram obtidos pelo UVS (Ultraviolet spectrometer) e pelo IRIS (Infrared Interferometer Spectrometer) a bordo das sondas Voyager 1 e Voyager 2 (Yung et al. 1984) e

dados de CO foram obtidos a partir de radiotelescópios terrestres da linha CO 115 GHz (Muhleman et al. 1984; Marten et al. 1988). A espectrometria de massa acoplada à cromatografia gasosa (GC-MS do inglês *Gas Chromatograph Mass Spectrometer*) a bordo da Huygens detectou CO₂, C₂N₂, C₂H₆ e benzeno na superfície (Niemann et al. 2005).

A Cassini-Huygens é uma nave espacial equipada para 27 tipos de investigações científicas. Ela consiste de um orbitador, a Cassini, e de uma sonda, Huygens, na superfície do planeta. É a primeira sonda a orbitar Saturno e faz parte de um projeto colaborativo entre a ESA (agência espacial européia) e a NASA (agência espacial norte americana) para estudar Saturno e as suas luas através de uma missão espacial não tripulada. Foi lançada a 15 de Outubro de 1997 e entrou na órbita de Saturno no 1º de Julho de 2004. A Cassini tem doze instrumentos, enquanto a Huygens tem seis, alguns deles já citados acima. Dentre os outros estão: um mapeador de RADAR, um sistema de imagem CCD, um espectrômetro de mapeamento visível/infravermelho (VIMS, que identifica a composição química das superfícies, atmosferas e anéis de Saturno e de suas luas), um espectrômetro de infravermelhos composto (que mede a energia infravermelha das superfícies, atmosferas e anéis de Saturno e de suas luas para estudar suas temperaturas e composições), um analisador de poeira cósmica (que estuda o gelo e grãos de poeira dentro e próximo ao sistema Saturno), um espectrômetro de plasmas (que estuda o plasma dentro e próximo ao campo magnético de Saturno), um espectrômetro de imagens ultravioleta, um instrumento de imagens de magnetosferas, um magnetômetro (que estuda o campo magnético de Saturno e sua interação com o vento solar, os anéis e as luas de Saturno) e um espectrômetro de massa de íons e neutros, além de telemetria para a antena de comunicações assim como outros transmissores especiais que serão usados para fazer observações das atmosferas de Titã e Saturno, e para medir os campos de gravidade do planeta e dos seus satélites.

Um grande número de moléculas de hidrocarbonetos mais complexos foi encontrado na pesquisa da atmosfera desta Lua (Waite et al. 2005). Nela, a temperatura é em torno de 95 K, sendo algumas vezes mais quente devido ao efeito conhecido como estufa (*greenhouse*) produzido por seus gases atmosféricos. Essa temperatura é muito fria para permitir água líquida em Titã. Entretanto, eventos tectônicos no interior rico em água ou derretimentos devido a impactos e lentos recongelamentos podem levar a episódios de água líquida na superfície (Sagan et al. 1984). Há razões para acreditar que haja uma camada de água líquida no interior de Titã até hoje e que a amônia esteja misturada a ela (Saxena, 2007).

A fotoquímica de nitrogênio e metano leva à formação de moléculas complexas de hidrocarbonetos e nitrilas. A natureza orgânica da química encontrada na atmosfera de Titã sugere que essa exótica lua de Saturno possa abrigar alguma forma de vida. Precursores de aminoácidos têm sido produzidos em experimentos de laboratório que simulam a atmosfera

superior de Titã (Kobayashi et al. 2006). Os aminoácidos são os blocos fundamentais das proteínas necessárias para a vida como a conhecemos. Entretanto, vale ressaltar que a vida em outros ambientes extra-terrestres não necessariamente deve ser como na Terra. Alguns autores acreditam que a natureza do líquido na qual a vida evoluiu é que define a química mais apropriada. Fluidos diferentes da água poderiam ser abundantes na escala cósmica e poderiam portanto ser um ambiente no qual a bioquímica não-terrestre poderia evoluir (Bains, 2004). A natureza química destes líquidos poderia levar a diferentes bioquímicas. Uma hipótese discutida neste contexto diz respeito à bioquímica baseada em silanos em nitrogênio líquido. Esta diferente química satisfaz ao caminho termodinâmico para a vida através de diferentes mecanismos e teria assinaturas químicas diferentes da bioquímica terrestre (Bains, 2004).