

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

04 Regiões de fotodissociação

4.1 Introdução

O meio interestelar (ISM – do inglês *Interstellar Medium*) é bastante dinâmico e tem um importante papel na evolução das galáxias. As estrelas são formadas pelo material de nuvens moleculares, que depois pode retornar ao ISM, porém processado pelo processo de fusão nuclear ou pela radiação UV proveniente de estrelas jovens. A radiação produzida por essas estrelas pode aquecer e ionizar átomos, como também fotodissociar moléculas em locais chamados de **regiões de fotodissociação** (*Photodissociation Region - PDR*). Nesses sítios radiativamente ativos, os fótons com $E < 13.6$ eV dominam a físico-química da região.

Neste capítulo, vamos caracterizar as PDR's próximas às estrelas do tipo espectral OB, apresentando o seu balanço de energia e ionização. Outras características como a estrutura das PDR's, a temperatura da poeira e a química na fase gasosa serão discutidas.

4.2 Estrutura da Região de Fotodissociação

Conceitualmente, a interface entre a região HII e uma nuvem molecular densa é definida como a PDR. Esta região tem uma frente de ionização, que é a superfície onde o hidrogênio encontra-se 50% ionizado e também tem uma frente de photodissociação, onde o hidrogênio encontra-se 50% atômico e 50% molecular. A estrutura da PDR está ilustrada na Figura 4.1. Draine 2011 mostra uma rica discussão sobre essa região do meio interestelar.

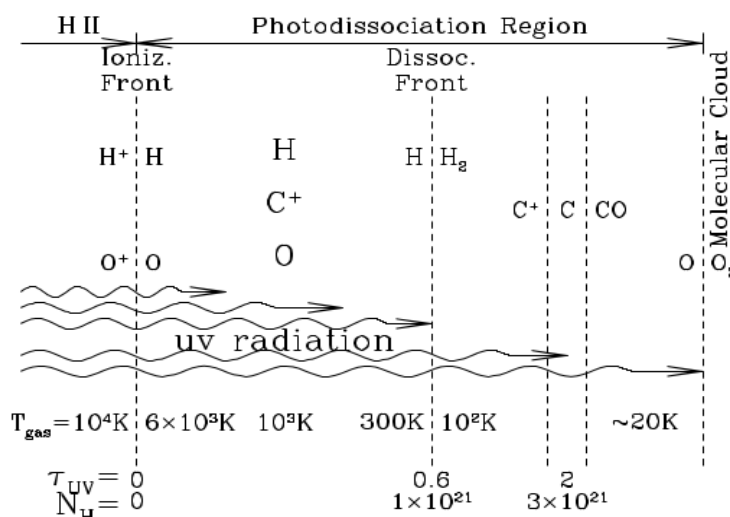


Figura 4.1: Estrutura da PDR como a interface entre a região HII e a nuvem molecular. Fonte: Draine 2011.

Podemos observar dessa ilustração, que a PDR é formada por íons como por moléculas e átomos neutros. A radiação UV penetra as 3 regiões da PDR porém com intensidade menor à medida que a densidade colunar de hidrogênio e a profundidade ótica vão aumentando. Como consequência direta

podemos perceber que a temperatura na frente de ionização chega a 10^4 K, e fornece energia suficiente para os átomos ficarem ionizados. Porém, em regiões mais densas, há condições adequadas para algumas espécies moleculares existirem. Considerando o trabalho de Bohlin et al. 1978, a densidade colunar $N_H = 3 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$, corresponde a $A_V \sim 2$ mag. Isso significa que para extinções maiores que essas, as temperaturas se aproximam daquelas esperadas para nuvens moleculares.

A Figura 4.2 mostra o perfil de um modelo plano-paralelo de uma nuvem que tem a transição HI/H₂ (hidrogênio atômico para hidrogênio molecular). É assumido que a fonte de radiação é unidirecional, o gás tem uma pressão uniforme $p/k = 3000 \text{ cm}^{-3} \text{ K}$, com uma taxa de ionização por raios cósmicos $\zeta_{CR} = 2 \times 10^{-16} \text{ s}^{-1}$. Ainda o gás é assumido estar em equilíbrio térmico e químico, onde o aquecimento = resfriamento, ionização = recombinação e a destruição de H₂ é igual à sua formação. Nessa região há a transição da fase quente para a fase fria.

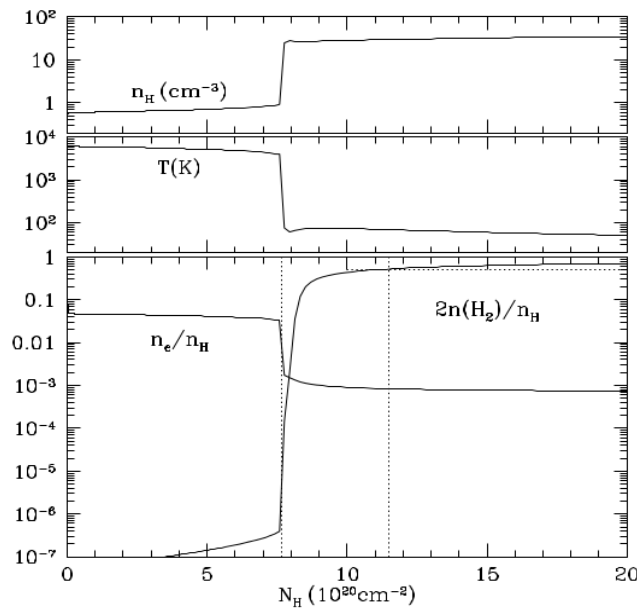


Figura 4.2: Perfil da transição HI/H₂. As linhas pontilhadas delimitam a camada superficial onde mais que 50% do hidrogênio está na forma atômica. **Fonte:** Draine 2011.

Observando a Figura 4.2 percebemos que na primeira linha pontilhada, os parâmetros mudam consideravelmente. Primeiro, a densidade volumétrica (n_H) de hidrogênio aumenta e a temperatura (T (K)) cai, caracterizando a transição da fase quente para a fria. Segundo, a razão entre os elétrons livres e a densidade de hidrogênio (n_e/n_H) cai após a região de transição, como também a razão entre a densidade numérica de hidrogênio molecular e hidrogênio atômico ($2n(H_2)/n_H$) aumenta. Inicialmente, na zona quente a abundância de hidrogênio molecular é menor que 10^{-6} .

Apesar do hidrogênio molecular ser formado em regiões mais frias da PDR, ele está sendo bombardeado por uma quantidade de radiação UV. Isso significa que uma parte do H₂ é destruído e a outra fica rotacionalmente excitada. A Figura 4.3 mostra as densidades de coluna na Galáxia dos níveis rotacionalmente excitados a um dado nível vibracional fundamental para moléculas de H₂, plotados contra a densidade a densidade de H₂ total. As curvas sólidas foram construídas dos parâmetros do modelo apresentado na Figura 4.2.

A Figura 4.3 mostra também as densidades de coluna (pontos pretos) para uma determinada quantidade de AGN's na linha de visada, apresentadas em Wakker 2006 e Gillmon et al. 2006. Para valores de $N_H < 10^{17} \text{ cm}^{-2}$, os valores observados parecem concordar com o de bombardeamento UV da Figura 4.2. Por outro lado, valores de $N_H > 10^{17} \text{ cm}^{-2}$ parecem estar mais excitados. Em modelos com níveis rotacionais mais elevados ($J \geq 3$) as excitações em AGN's se mostram maiores que aquelas dos modelos de bombardeamento UV.

As razões para essas discrepâncias ainda são desconhecidas, mas uma possibilidade é que uma grande fração de nuvens moleculares difusas contêm pequenas regiões onde o gás está a altas temperaturas ($T > 500 \text{ K}$), onde os níveis mais elevados de J , podem ser atingidos. Alguns mecanismos candidatos para esse aquecimento são ondas de choque magnetohidrodinâmicas ou fontes turbulências globais.

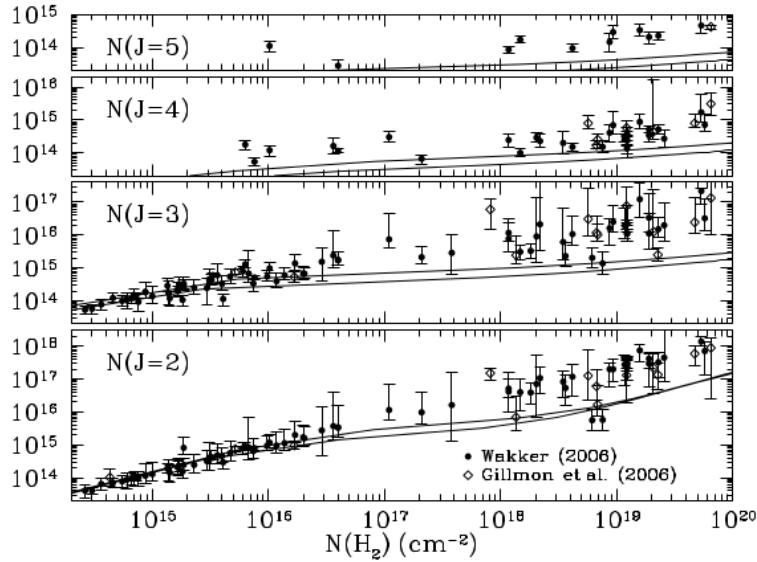


Figura 4.3: Curvas sólidas: densidades colunares de H₂ rotacionalmente excitadas contra os valores totais, assumindo os parâmetros do modelo apresentado na Figura 4.2. Os pontos pretos representam valores para AGN's apresentadas em Wakker (2006) e Gillmon et al. (2006). **Fonte:** Draine 2011.

4.3 Balanço de ionização

A ionização por fótons UV é o mecanismo dominante que age em regiões de fotodissociação. A fração ionizada de uma espécie pode ser definida como:

$$\frac{1-x}{x^2} = 3.3 \times 10^{-6} \left(\frac{A_C}{1.4 \times 10^{-4}} \right) \left(\frac{n}{10^4 \text{ cm}^{-3}} \right) \times \left(\frac{300 \text{ K}}{T} \right)^{0.6} \left(\frac{10^4}{G_0} \right) \exp[2.6A_V]. \quad (4.1)$$

onde $x = n_{C^+}/n_C$ e é a fração entre a abundância de carbono ionizado e carbono neutro.

Na Equação 4.1, o fator exponencial leva em conta a atenuação da radiação pela poeira. Assumindo $x = 0.5$, a extensão da zona de C⁺ é da ordem de $A_V = 5$ mag. Além disso, sucessivas zonas de ionização para espécies com baixo potencial de ionização podem ser formadas, tais como: zona S⁺, Si⁺/Fe⁺/Mg⁺ e zona Na⁺.

4.3 Balanço de energia

4.3.1 Processos de aquecimento e resfriamento

O efeito fotoelétrico é um dos mecanismos principais de aquecimento nas PDR's e age sobre pequenos grãos e grandes moléculas de PAH (*Polycyclic Aromatic Hydrocarbons*). A Figura 4.4 mostra esquematicamente a física associada ao efeito fotoelétrico agindo como mecanismo de aquecimento.

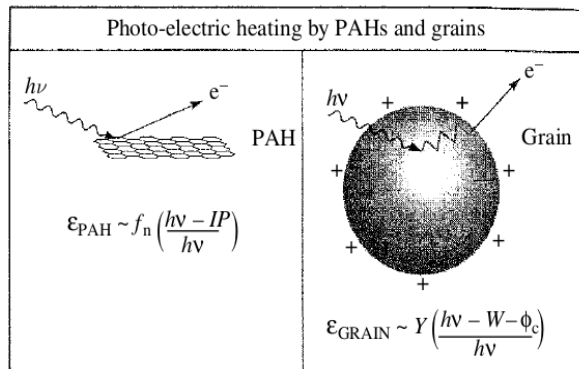


Figura 4.4: Esquema do mecanismo de aquecimento por efeito fotoelétrico. (Esquerda) Mecanismo agindo sobre uma molécula de PAH. (Direita) Mecanismo agindo sobre um grão pequeno. **Fonte:** Tielens 2004.

Fótons UV podem ser absorvidos pelos grãos de poeira, levando a ejeção de elétrons energéticos. Estes elétrons perdem energia em colisões com outros grãos. No entanto, se durante este processo de difusão, os elétrons atingirem o gás da PDR com energia suficiente para sobrepor a função trabalho do grão W e seu potencial coulombiano ϕ_c (se o grão for positivamente carregado), eles podem ser injetados na fase gasosa com um excesso de energia cinética, que por calor, aquece o gás. A eficiência ϵ_{GRAIN} desse processo é dada por:

$$\epsilon_{\text{grain}} \sim Y \left(\frac{h\nu - W - \phi_c}{h\nu} \right) \quad (4.2)$$

onde Y é o rendimento, que mede a probabilidade de um elétron escapar multiplicado pela fração de fótons que carregam excesso de energia cinética. Considerando um fóton com energia $h\nu = 10 \text{ eV}$, uma função trabalho de $W = 5 \text{ eV}$ e uma eficiência $Y = 0.1$, a eficiência máxima da ejeção de elétrons é de 5%. Dois fatores podem reduzir essa eficiência: (i) se o grão estiver carregado positivamente, ϕ_c se torna importante, (ii) uma pequena fração de fótons UV são capazes de ionizar os grãos.

Como mostrado na Figura 4.4, fótons agindo sobre moléculas de PAH também é um mecanismo eficiente de aquecimento do gás. O fator limitante é o potencial de ionização (IP) da molécula, que em algumas situações podem ser maiores que 13.6 eV (energia limite que age nas PDR's). Nestas situações, o gás não é aquecido. O potencial de ionização de um PAH carregado é dado por:

$$IP = W + (Z + 0.5)\pi e^2/2a \quad (4.3)$$

onde W é a função trabalho, Z é a carga do PAH e a o raio do PAH. No caso de moléculas grandes, o IP se torna igual à função trabalho e para moléculas pequenas, o potencial de ionização pode facilmente ultrapassar 13.6 eV. Este é o caso do potencial de ionização do pireno ($C_{16}H_{10}$), que é 16.6 eV.

A eficiência deste processo é dada por:

$$\epsilon_{\text{PAH}} = \frac{1}{2} f(Z=0) \left(\frac{h\nu - IP}{h\nu} \right) \quad (4.4)$$

onde a eficiência máxima considerando fóton com energia $h\nu = 10 \text{ eV}$, um potencial de ionização de $IP = 7 \text{ eV}$ é de 15%, bem maior do que a eficiência dos grãos de poeira.

O mecanismo predominante de resfriamento nas PDR's é através das linhas de estrutura-fina abundantes em átomos e íons. A estrutura-fina é a divisão das linhas espectrais de átomos devido a correções quânticas e relativísticas. Por causa das altas densidades nas regiões de fotodissociação, o resfriamento através da linha de estrutura-fina em [OI] 63 μm é muito importante. Esses átomos são excitados colisionalmente, e decaem pela emissão de um fóton, carregando energia para o meio externo. Além da linha em 63 μm , outras transições envolvendo a estrutura-fina no meio interestelar são abundantes, como é o caso da linha em 158 μm [CII].

4.3.2 Temperatura do gás e da poeira

As duas linhas mais eficientes pelas quais ocorre o resfriamento da PDR são a de [OI] em 63 μm e a de [CII] em 158 μm . A Figura 4.5 mostra a variação da temperatura do gás à medida que sua densidade aumenta, considerando o resfriamento pelas duas linhas de estrutura-fina citadas.

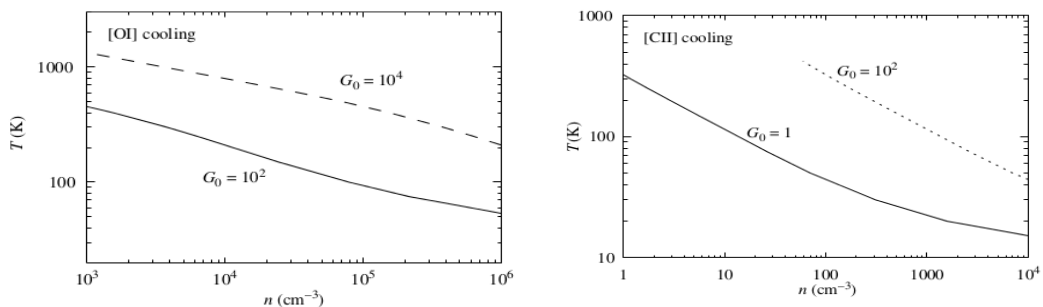


Figura 4.5: Temperatura do gás na PDR variando com a densidade. (Esquerda) Alta densidade e resfriamento através da linha de [OI] em 63 μm . (Direita) Baixa densidade e resfriamento pela linha de CII em 158 μm . **Fonte:** Tielens 2011.

O balanço da temperatura da poeira nas PDR's é caracterizado pela relação entre a eficiência de absorção de fótons estelares Q_{ABS} e o resfriamento pela reemissão da radiação no infravermelho, dada por uma função de corpo negro $B(\nu, T_D)$. A Figura 4.6 mostra a variação da temperatura da poeira em função da profundidade da PDR considerando três diferentes intensidades do campo de radiação G_0 .

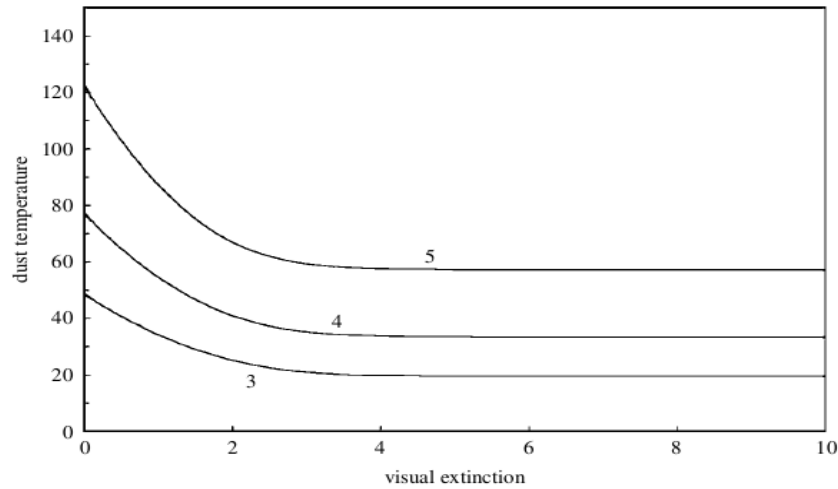


Figura 4.6: Temperatura da poeira em função da extinção visual na PDR. As três curvas são para: $G_0 = 10^3$ (3), $G_0 = 10^4$ (4) e $G_0 = 10^5$ (5). **Fonte:** Tielens 2004.

Para regiões de fotodissociação brilhantes, a poeira pode atingir temperaturas da ordem de 120 K, mas rapidamente cai por causa da atenuação dos fótons UV. Em comparação com a Figura 4.5, a poeira atinge temperaturas menores devido também à sua eficiência de resfriamento. Enquanto o gás resfria apenas através das linhas de estrutura-fina, o grão possui vários modos de resfriamento através dos fótons.

4.4 Comparação com as observações: Barra de Órion

A barra de Órion é um exemplo de PDR densa e representa uma interface entre a Nebulosa de Órion formada por estrelas jovens e quentes e uma nuvem molecular fria. O quadrado branco na Figura 4.7 mostra a localização da barra de Órion.

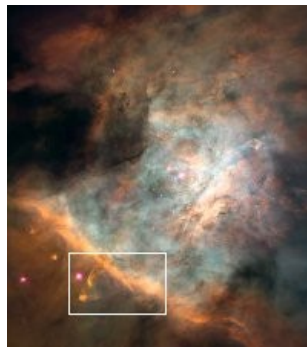


Figura 4.7: Imagem do HST (Hubble Space Telescope) centrada na Nebulosa de Órion. O quadrado branco localiza da região chamada de Barra de Órion. **Fonte:** NASA.

Tielens et al. 1993 compara a estrutura observada da Barra de Órion com modelos teóricos de PDR. O trabalho apresenta observações da linha 1 – 0 S(1) do H_2 , a transição rotacional $J = 1 - 0$ do CO, como também transições do PAH. Ambas as linhas do H_2 e do CO são causadas pelo decaimento dos estados ro-vibracionais. Essas transições dependem da presença de uma fonte UV. Tielens et al. 1993 apresenta uma figura em cores falsas das emissões das moléculas observadas na Barra de Órion, que pode ser observada na Figura 4.8. A orientação dessa figura é a mesma da Figura 4.7, onde a região HII está no canto superior direito e a nuvem molecular no canto inferior esquerdo. Então a densidade colunar de hidrogênio e a profundidade óptica aumentam do canto superior direito para o inferior esquerdo. As separações dos picos de cada tipo de emissão são claramente visíveis.

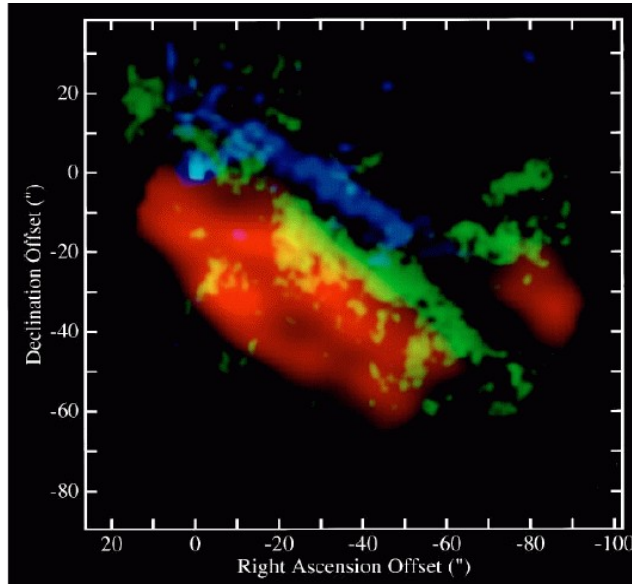


Figura 4.8: Imagem em cores falsas da PDR na Barra de Órion, seguindo a mesma orientação da Figura 4.7. A profundidade óptica aumenta do canto superior direito (região HII) para o inferior esquerdo (nuvem molecular). São mostradas as emissões: PAH (azul), $1-0$ S(1) do H_2 (verde) e $J=1-0$ do CO (vermelho). **Fonte:** Tielens et al. 1993.

Outro trabalho que caracteriza a PDR na Barra de Órion, identificou as intensidades de outras transições de estrutura-fina e rotacionais essa mostrado em Hollenbach & Tielens 1999. Os resultados estão sumarizados na Tabela 4.1 e na Figura 4.9.

Tabela 4.1: Comparação entre um modelo de PDR e as intensidade observadas para várias transições atômicas e moleculares na Barra de Órion. **Fonte:** Hollenbach & Tielens 1999.

Line	Observed intensity ($\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{sr}^{-1}$)	Model ^a ($\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{sr}^{-1}$)
[OI] 63 μm	4 (-2)	7 (-2)
[OI] 146 μm	2 (-3)	5 (-3)
[CII] 158 μm	6 (-3)	7 (-3)
[SiII] 34 μm	9 (-3)	2 (-2)
[CI] 609 μm	5 (-6)	6 (-6)
[CI] 370 μm	(3 (-5)) ^b	4 (-5)
CO $J=1-0$	4 (-7)	2 (-7)
CO $J=7-6$	3 (-4)	2 (-7)
CO $J=14-13$	1 (-4)	3 (-7)

^a Model results for $G_0 = 4 \times 10^4$ and $n = 5 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$. The calculated temperature in the atomic gas is $\sim 500 \text{ K}$.

^b Measured towards a position near the base of the Orion Bar.

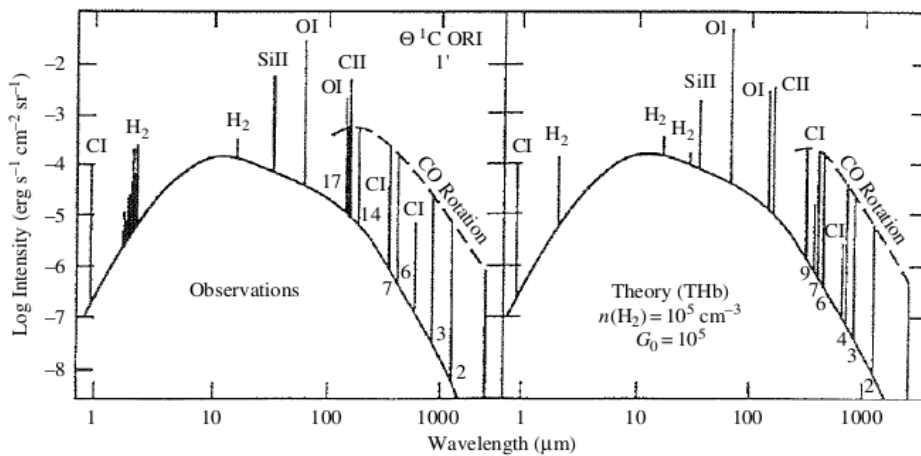


Figura 4.9: Emissões observadas e modeladas na Barra de Órion. **Fonte:** Hollenbach & Tielens 1999.

A relação entre o modelo de PDR adotado e as observações das transições na Barra de Órion indicam um resultado bem ajustado. Embora exista uma diferença entre os valores obtidos no modelo em relação aos observados, apresentados na Tabela 4.1, a maioria das ordens de grandeza foram obtidas. Observamos ainda da Figura 4.9 que os parâmetros adotados para o modelo de PDR são bem altos, porém adequados para essas regiões: $n(H_2) = 10^5 \text{ cm}^{-3}$ e $G_0 = 10^5$. Como era esperado as duas transições atômicas da estrutura-fina mais brilhantes ([OI] e [CII]) foram detectadas. Ainda os altos níveis de transições rotacionais detectados indicam que a região é extremamente densa.

4.5 Conclusões

Observamos que as regiões de fotodissociação são bem ativas do ponto de vista físico-químico, e trata-se de uma pequena região do meio interestelar. A dissociação de moléculas e a recombinação é frequente nesses locais e a ionização depende, obviamente do campo de radiação UV que está interagindo com o meio. Mostramos o mecanismo principal de aquecimento do gás é através do efeito-fotoelétrico, que é mais eficiente quando atua sobre moléculas grandes. As temperaturas atingidas pelos grãos e pelo gás são diferentes devido aos mecanismos de resfriamento de cada um. O grão é mais frio que o gás devido aos seus modos de fônons, enquanto que o gás resfria apenas através das linhas de estrutura-fina. Apresentamos ainda resultados observacionais e modelagem para a PDR na Barra de Órion. Os resultados obtidos nos trabalhos feitos, são muito bons, pois retratam várias propriedades desse local. De um modo geral, é observado que a ciência por trás das PDR's é bem conhecida e pode retratar bem essas regiões do meio interestelar.

Referências

Bohlin et al. *A survey of interstellar HI from L-alpha absorption measurements. II.* **ApJ**, 1978.

Draine, B. T. *Physics of the interstellar and intergalactic medium.* 2011.

Gillmon et al. *A FUSE Survey of Interstellar Molecular Hydrogen toward High-Latitude AGN's.* **ApJ**, 2006.

Hollenbach, D. J. & Tielens A. G. G. M. *Photodissociation regions in the interstellar medium of galaxies.* **Reviews of Modern Physics**, 1999.

NASA. *Hubblesite:* <http://hubblesite.org/gallery/>. Acesso em 17-jan-2014.

Tielens et al. *Anatomy of the Photodissociation Region in the Orion Bar.* **Science**, 1993.

Tielens, A. G. G. M. *Physics and chemistry of the interstellar medium.* 2004.

Wakker, B. P. *A FUSE Survey of High-Latitude Galactic Molecular Hydrogen.* **ApJS**, 2006.