

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA MARIA
CENTRO DE CIÊNCIAS NATURAIS E EXATAS
CURSO DE FÍSICA

CATÁLOGO DE INTENSIDADES
DE LINHAS DE EMISSÃO DE
REGIÕES HII

MONOGRAFIA

Aline Beatriz Rauber

Santa Maria, RS, Brasil

2007

**CATÁLOGO DE INTENSIDADES
DE LINHAS DE EMISSÃO DE
REGIÕES HII**

por

Aline Beatriz Rauber

Monografia apresentada ao Curso de Física Bacharelado,
da Universidade Federal de Santa Maria (UFSM, RS),
como requisito parcial para obtenção do grau de
Bacharel em Física

Orientador: Prof. Dr. Marcus Vinicius Fontana Copetti

Santa Maria, RS, Brasil
2007

**UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA MARIA
CENTRO DE CIÊNCIAS NATURAIS E EXATAS
CURSO DE FÍSICA**

A Comissão Examinadora, abaixo assinada,
aprova a Monografia

**CATÁLOGO DE INTENSIDADES
DE LINHAS DE EMISSÃO DE REGIÕES HII**

elaborada por
Aline Beatriz Rauber

como requisito parcial para obtenção do grau de
Bacharel em Física

COMISSÃO EXAMINADORA:

Marcus Vinicius Fontana Copetti, Dr.
(Presidente/Orientador)

Alex André Schmidt, Dr. (UFSM)

Everton Lüdke, Dr. (UFSM)

Santa Maria, 27 de fevereiro de 2007.

Aos meus pais.

Agradecimentos

Agradeço a todos que de alguma maneira sempre me incentivaram ao longo de minha formação acadêmica, em especial:

- ao Prof. Dr. Marcus Vinicius Copetti por sua orientação durante toda graduação.
- ao meus pais Tarcísio & Hedi e aos meus irmãos Sandro e Marcelo pelo incentivo e pela compreensão.
- ao Prof. Celso Arami Marques da Silva, ex-tutor do PET-Física, pelas horas de discussões, palestras e seminários tão proveitosas para minha formação.
- ao coordenador do curso de Física Prof. João Carlos Denardin e aos demais professores do curso, aos quais fico grata pelos ensinamentos e atenção que recebi.
- ao Márcio, pelo carinho, atenção e companherismo.
- à Senhora Dosolina Maria Speroni e família pelo carinho e apoio que recebo ao longo destes quatro anos.
- ao meu tio Flávio e família, pela ajuda e horas de descontração que me proporcionaram.

**“O ser humano descobre-se a si mesmo quando
se defronta com os obstáculos.”**

Saint-Exupéry

Resumo

Um catálogo de intensidades de linhas de emissão é apresentado. Este contém dados de 215 regiões H II da Galáxia, das Nuvens de Magalhães e de outras galáxias, totalizando 23 140 intensidades de linhas de emissão. Determinamos densidades e temperaturas eletrônicas para 11 objetos Galácticos com distâncias galactocêntricas (R) entre 6.4 e 17.9 kpc utilizando as intensidades de linhas de emissão catalogadas. Determinamos também as abundâncias de Ar, Cl, Ne, N, O e S a partir de linhas excitadas colisionalmente e a abundância de He através de linhas de recombinação. Avaliamos o gradiente de (O/H), (S/H) e (N/H) ao longo do disco Galáctico. Encontramos abundâncias que diminuem com o aumento de R . Derivamos os gradientes: $\log(\text{O}/\text{H}) + 12 = 9.14 - 0.063R$, $\log(\text{S}/\text{H}) + 12 = 7.45 - 0.063R$ e $\log(\text{N}/\text{H}) + 12 = 7.94 - 0.048R$. Nossos gradientes de abundâncias são consistentes com os de trabalhos anteriores recentes de regiões H II no plano Galáctico, exceto o de (N/H) que difere significativamente dos outros trabalhos.

Abstract

A catalog of relative emission-line intensities is presented. It contains data on 215 H II regions in the Galaxy, Magellanic Clouds and in others galaxies, all totaling 23 140 emission line intensities. We have determined electron density and temperature for 11 Galactic objects with galactocentric distances (R) between 6.4 and 17.9 kpc using the emission-lines intensities catalogued. We also determined Ar, Cl, Ne, N, O and S abundances from collisionally excited lines and the He abundances from recombination lines. We analysed the gradient of (O/H), (S/H) e (N/H) across the Galactic disc. We find abundances that decrease with increasing R . We derive the gradients: $\log(\text{O}/\text{H}) + 12 = 9.14 - 0.063R$, $\log(\text{S}/\text{H}) + 12 = 7.45 - 0.063R$ and $\log(\text{N}/\text{H}) + 12 = 7.94 - 0.048R$. Our Galactic abundance gradients are consistent with those from previous recent works of H II regions in the Galactic plane, excepting the (N/H) gradient that differs significantly from other works.

Sumário

1	Introdução	12
1.1	Regiões HII	12
1.2	Processos físicos em nebulosas gasosas	13
1.3	Condições físicas de regiões HII	15
1.3.1	Determinação da densidade eletrônica	15
1.3.2	Determinação da temperatura eletrônica	18
1.4	Abundâncias Iônicas	19
1.4.1	Abundância iônica via CELs	19
1.4.2	Abundância iônica de hélio	20
1.5	Abundâncias totais	21
1.6	Gradientes de abundâncias	21
1.6.1	Gradientes de abundâncias extragalácticos	21
1.6.2	Gradiente de abundância Galáctico	22
1.7	Nosso Trabalho	23
1.7.1	Catálogo de intensidades de linhas de emissão de regiões HII	23
1.7.2	Reavaliação do gradiente de abundância química Galáctico	23
2	O catálogo	24
2.1	Pesquisa bibliográfica	24
2.2	Organização do banco de dados	24
3	Avaliação do gradiente de abundância químico da Galáxia	29
3.1	Determinação das condições físicas	29
3.2	Determinação das abundâncias iônicas	33
3.2.1	Abundâncias iônicas de elementos pesados via CELs	33
3.2.2	Abundâncias iônicas de hélio	33

3.3	Determinação das abundâncias totais	33
3.4	Estimativas de distâncias dos objetos	38
3.5	Os gradientes de abundâncias Galácticos	38
4	Considerações Finais	41
A	Propagação dos erros das intensidades das linhas para as razões de linhas	47
B	Propagação dos erros para a abundância total	49

Lista de Figuras

1.1	Imagem da Nebulosa de Órion	13
1.2	Espectro de uma região H II	14
1.3	Diagrama de níveis de energia para o [Ar IV].	16
1.4	Diagrama de níveis de energia para o [Cl III].	17
1.5	Diagrama de níveis de energia para o [O II].	17
1.6	Diagrama de níveis de energia para o [S II].	18
1.7	Diagrama de níveis de energia para o [O III].	19
2.1	Tela inicial do Incat	25
2.2	Segunda tela do Incat	25
2.3	Tela suplementar do Incat	26
2.4	Terceira tela do Incat	27
2.5	Última tela do Incat	28
2.6	Arquivo gerado pelo Incat	28
3.1	Gradiente de (O/H)	39
3.2	Gradiente de (S/H)	39
3.3	Gradiente de (N/H)	40

Lista de Tabelas

1.1	Razões de linhas para diagnóstico da densidade eletrônica.	16
1.2	Razões de linhas para diagnóstico da temperatura eletrônica.	19
3.1	Objetos e respectivas publicações catalogadas utilizadas para avaliação do gradiente de abundância químico.	30
3.2	Referências dos parâmetros atômicos utilizados.	31
3.3	Densidades e temperaturas eletrônicas determinadas.	32
3.4	Abundâncias de He determinadas	35
3.5	Abundâncias químicas de Ar, Cl, Ne, N, O e S determinadas.	36
3.6	Distâncias dos objetos ao centro da Galáxia.	38

Capítulo 1

Introdução

Nuvens do meio interestelar se formam, colidem, colapsam e se fragmentam para dar origem a estrelas. Entender a matéria interestelar é importante para entendermos onde e como as estrelas se formam. Esta matéria concentra-se entre as estrelas nos braços espirais das galáxias e seus principais componentes são gás e poeira. O meio interestelar contém uma grande diversidade de objetos, nos quais ocorrem processos físicos fundamentais para a estrutura e evolução das galáxias.

1.1 Regiões HII

O gás próximo a estrelas muito quentes, do tipo espectral O ou B¹ é ionizado pela radiação ultravioleta dessas estrelas. Compostas basicamente de hidrogênio ionizado, estas nuvens de plasma ou gás ionizado são chamadas regiões HII. HII refere-se ao hidrogênio ionizado, enquanto o numeral romano I indica que o átomo é neutro. As regiões HII são um dos principais objetos que permeiam o espaço entre as estrelas e são importantes no mapeamento da estrutura espiral da Galáxia e de outras galáxias. São objetos jovens, comparando-se com as idades médias dos demais objetos da Galáxia e, portanto, ligados a regiões de formação estelar. Na figura 1.1 é apresentada a imagem da Nebulosa de Órion (M42). Essa é a mais próxima e mais brilhante região HII e também o objeto mais observado desse tipo. Sua composição química tem sido tradicionalmente considerada referência para o gás ionizado na vizinhança solar.

¹Sistema de classificação espectral cujo parâmetro básico é a temperatura efetiva, T_{ef} . Esta temperatura é definida de modo que o fluxo total da estrela seja equivalente ao calculado usando a função de Planck.

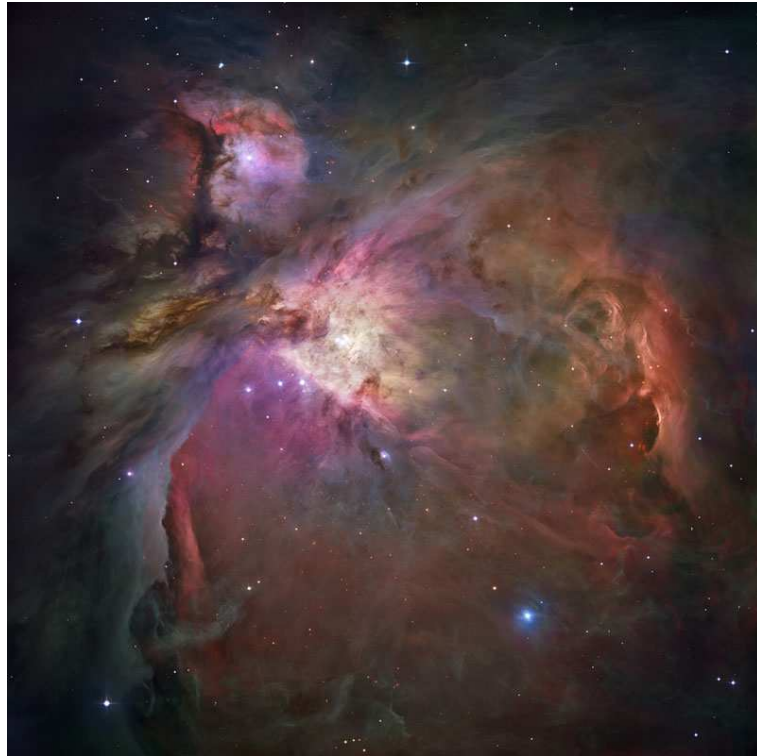


Figura 1.1: Imagem da Nebulosa de Órion [acessada em 23/01/2007 no site <http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/2006/01/>].

1.2 Processos físicos em nebulosas gasosas

Em nebulosas gasosas ocorrem os processos físicos de fotoionização, recombinação, excitação colisional e colisões elásticas entre os elétrons livres.

Um átomo ou íon que possua níveis de excitação próximos ao estado fundamental pode ser excitado pela colisão com elétrons livres. Este processo é conhecido como *excitação colisional* e é responsável pelas linhas excitadas colisionalmente (CELs) ou proibidas. Para esses níveis, a probabilidade de desexcitação radioativa é muito baixa, de modo que nas condições de laboratório a desexcitação é feita colisionalmente. Nas nebulosas, porém, as densidades são muito baixas e a desexcitação é radioativa, com a emissão de um fóton. Exemplos de linhas emitidas neste processo são linhas características de íons de elementos pesados O, N, S, entre outros, como as linhas 4959 Å e 5007 Å do [O III] e a linha 5754 Å do [N II].

As estrelas do tipo espectral O ou B, estrelas quentes com temperatura efetiva de 30 000 K a 50 000 K, são fontes contínuas de fótons ultravioletas que ionizam um volume de H formando o chamada esfera de Strömgren. Dentro deste volume, outros elementos como He, C, N, O, Ne, S, Cl e Ar também encontram-se ionizados

em vários estágios dependendo da distribuição da energia do campo de radiação ultravioleta. Este processo, em que há a absorção de um fóton e a emissão de um elétron por um átomo, é conhecido como *fotoionização*. A energia cinética do elétron livre será igual a diferença entre a energia do fóton e o potencial de ionização do átomo.

Como processo inverso à fotoionização, a *recombinação* consiste na captura de elétrons livres da nebulosa por átomos. O elétron livre pode ser capturado em qualquer nível. Quando capturado em um nível excitado, o elétron irá realizar várias transições a estados de menor energia, emitindo fótons com comprimentos de onda característicos das transições atômicas realizadas. As linhas de emissão do H e do He são linhas de recombinação, já que não há elétrons suficientemente energéticos para excitá-los colisionalmente. Já os elementos pesados possuem linhas de recombinação muito fracas ou inexistentes. Na figura 1.2 temos o espectro de uma região H II, a Região V da galáxia NGC 6822, retirado de Peimbert et al. (2005).

Os elétrons livres colidem elasticamente uns com os outros na nebulosa. Como a seção de choque de espalhamento dos elétrons é muito maior que a seção de choque de fotoionização do H (e do He), os elétrons livres rapidamente adotam uma distribuição maxwelliana de velocidades, caracterizada por uma única temperatura eletrônica, mesmo estando as condições na nebulosa longe do equilíbrio termodinâmico.

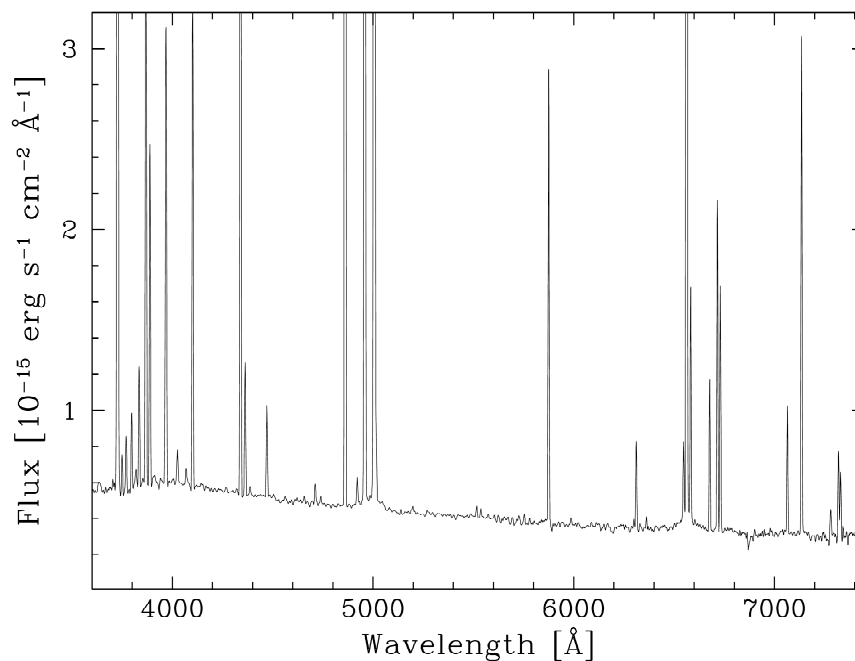


Figura 1.2: Espectro de uma região H II, a Região V da galáxia NGC 6822, retirado de Peimbert et al. (2005).

1.3 Condições físicas de regiões HII

1.3.1 Determinação da densidade eletrônica

Podemos estimar a densidade eletrônica de uma região HII pela comparação das intensidades de duas linhas excitadas colisionalmente. Estas devem ser linhas de um mesmo íon que são emitidas nas transições entre níveis com energias de excitação semelhantes. Uma vez que estes íons possuem diferentes probabilidades de transição e diferentes taxas de desexcitação colisional, a população relativa desses níveis será altamente dependente da densidade eletrônica. A dependência das intensidades destas linhas de emissão com a densidade eletrônica é obtida resolvendo-se as equações de equilíbrio estatístico dos níveis

$$\sum_{j \neq i} n_j N_e q_{ji} + \sum_{j > i} n_j A_{ji} = \sum_{j \neq i} n_i N_e q_{ij} + \sum_{j < i} n_i A_{ij}, \quad (1.1)$$

onde n_j é a fração de íons que possuem elétrons no nível j , N_e é a densidade eletrônica (em cm^{-3}), q_{ij} é o coeficiente de excitação colisional do nível i para o nível j (em cm^3s^{-1}) e A_{ij} é a probabilidade de transição radioativa de um nível superior i para um nível inferior j (em s^{-1}). Esta é a equação para um nível i , onde o lado esquerdo da igualdade é a taxa de transição para o nível i e o lado direito, a taxa de transição do nível i para outros níveis. O primeiro termo à esquerda é a taxa de transição colisional de um nível j para um nível i . O segundo termo é a taxa de transição radioativa de um nível superior j para um inferior i . O terceiro termo é a taxa de transição colisional do nível i para outros níveis e o último termo, a taxa de transição radioativa do nível i para um inferior j .

As razões de linhas utilizadas neste trabalho para a determinação das densidades eletrônicas são listadas na tabela 1.1. Todas estas razões são relativas a íons com configuração fundamental do tipo p^3 e seus diagramas de energias (fora de escala) são representados nas figuras 1.3, 1.4, 1.5 e 1.6.

Uma aproximação analítica do átomo de 5 níveis é obtida seguindo o método de Seaton e Osterbrock (1957). Nesta, resolve-se as equações de equilíbrio estatístico de cada nível, levando-se em consideração transições radioativas, excitação e desexcitação colisional, tomando-se $q_{ij} = 0$ para $i = {}^2P_{\frac{1}{2}}$ e ${}^2P_{\frac{3}{2}}$ e desconsiderando-se as transições $A({}^2P_{\frac{1}{2}} \rightarrow {}^2P_{\frac{3}{2}})$ e $A({}^2D_{\frac{3}{2}} \rightarrow {}^2D_{\frac{5}{2}})$. Para o enxofre e o oxigênio obtém-se as seguintes equações (Writzl, 2000), respectivamente:

$$\frac{I(\lambda 6716)}{I(\lambda 6731)} = 1.44 \left(\frac{1 + 3.98 \times 10^{-2} N_e / T_e^{1/2}}{1 + 12.83 \times 10^{-2} N_e / T_e^{1/2}} \right), \quad (1.2)$$

$$\frac{I(\lambda 3729)}{I(\lambda 3726)} = 1.485 \left(\frac{1 + 3.15 \times 10^{-2} N_e / T_e^{1/2}}{1 + 18.3 \times 10^{-2} N_e / T_e^{1/2}} \right), \quad (1.3)$$

sendo N_e a densidade eletrônica, em cm^{-3} , e T_e a temperatura eletrônica, em K. A estimativa da densidade eletrônica possui uma fraca dependência em relação à temperatura eletrônica, conforme pode ser observado nas equações anteriores.

Tabela 1.1: Razões de linhas utilizadas para diagnóstico da densidade eletrônica.

Íon	Razão
[N I]	$I(\lambda 5198) / I(\lambda 5200)$
[O II]	$I(\lambda 3726) / I(\lambda 3729)$
[S II]	$I(\lambda 6716) / I(\lambda 6731)$
[Cl III]	$I(\lambda 5517) / I(\lambda 5537)$
[Ar IV]	$I(\lambda 4711) / I(\lambda 4740)$

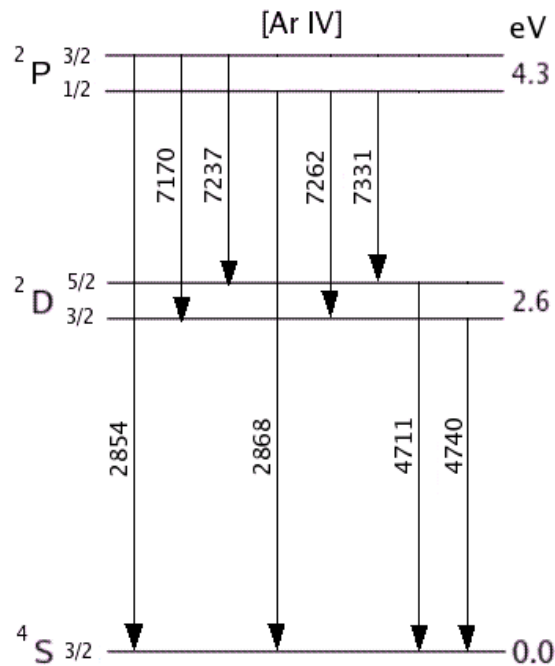


Figura 1.3: Diagrama de níveis de energia para o [Ar IV].

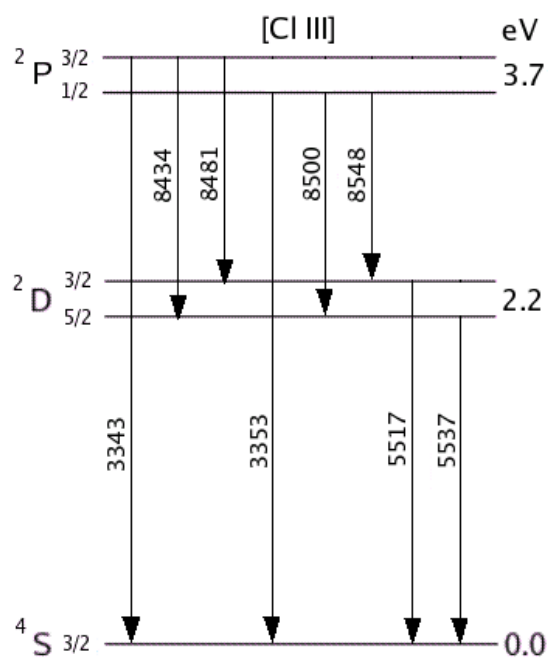


Figura 1.4: Diagrama de níveis de energia para o [Cl III].

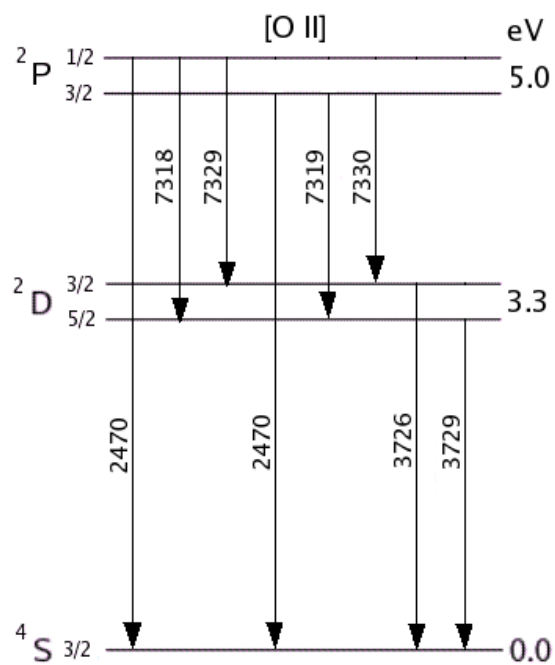


Figura 1.5: Diagrama de níveis de energia para o [O II].

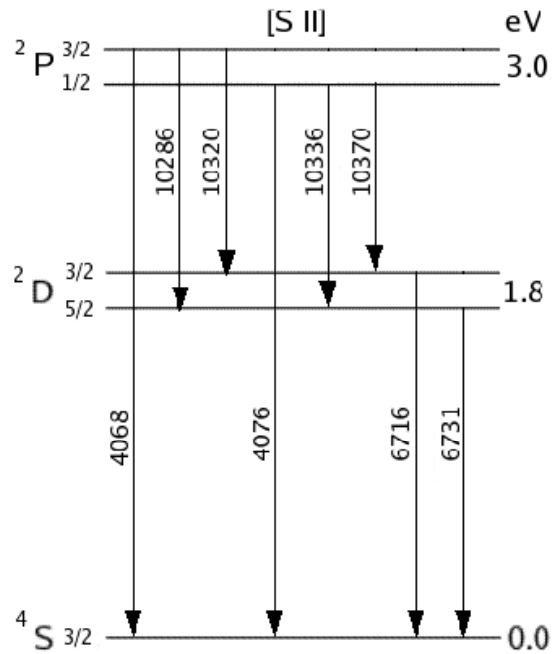


Figura 1.6: Diagrama de níveis de energia para o [SII].

1.3.2 Determinação da temperatura eletrônica

Para uma nebulosa em equilíbrio estatístico, a temperatura em um dado ponto é o resultado do equilíbrio entre os processos de aquecimento e resfriamento do gás. O aquecimento é devido ao processo de fotoionização e o resfriamento ocorre através dos processos de recombinação, excitação colisional e da emissão livre-livre (*bremstrahlung*). A seguir apresentaremos o método utilizado neste trabalho para determinação da temperatura eletrônica.

A temperatura eletrônica de uma nebulosa pode ser determinada comparando-se intensidades de linhas de emissão com energias de excitação consideravelmente diferentes, de um mesmo íon com configuração fundamental do tipo p^2 . As taxas de excitação para níveis superiores ou inferiores dependem fortemente da temperatura nesses íons. Na tabela 1.2 apresentamos as razões de linhas utilizadas neste trabalho e na figura 1.7 é mostrada a estrutura de níveis do [O III] (fora de escala).

Tabela 1.2: Razões de linhas utilizadas para diagnóstico da temperatura eletrônica.

Íon	Razão
[N II]	$I(\lambda 6548 + \lambda 6583) / I(\lambda 5755)$
[O I]	$I(\lambda 6300 + \lambda 6363) / I(\lambda 5577)$
[O II]	$I(\lambda 3726 + \lambda 3729) / I(\lambda 7320 + \lambda 7330)$
[O III]	$I(\lambda 4959 + \lambda 5007) / I(\lambda 4363)$
[S II]	$I(\lambda 6716 + \lambda 6731) / I(\lambda 4068 + \lambda 4076)$
[S III]	$I(\lambda 9069 + \lambda 9532) / I(\lambda 6312)$
[Ar III]	$I(\lambda 7136 + \lambda 7751) / I(\lambda 5192)$

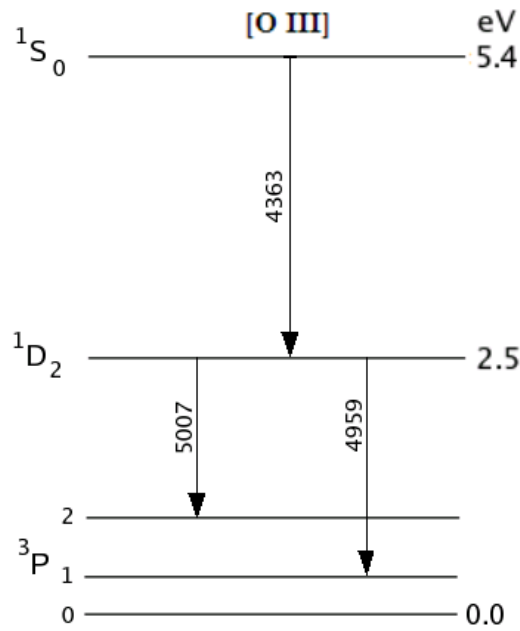


Figura 1.7: Diagrama de níveis de energia para o [OIII].

1.4 Abundâncias Iônicas

1.4.1 Abundância iônica via CELs

As regiões H II estão entre os melhores objetos para investigar a abundância do meio interestelar. A partir de medidas de intensidades de linhas de emissão de nebulosas podemos derivar as abundâncias de íons observáveis. A intensidade de

uma linha de emissão emitida por um íon X^i , onde i é o grau de ionização, é

$$I_{\lambda_{lm}} = \frac{1}{4\pi} \int N(X^i) N_e h(\nu_m - \nu_l) q_{lm}(T_e) b dS, \quad (1.4)$$

sendo que $N(X^i)$ é a abundância do íon, N_e a densidade de elétrons na nebulosa, $h(\nu_m - \nu_l)$ a diferença de energia entre o nível m e l , q_{lm} é a taxa de excitação colisional de elétrons do nível l para o m , b é o fator de desvio do equilíbrio termodinâmico (no equilíbrio termodinâmico $b = 1$) e dS é o elemento diferencial de distância percorrido pela luz na nebulosa ao longo da linha de visada.

Considerando $N(X^i)$ e N_e constantes ao longo da linha de visada e integrando a equação anterior obtemos uma expressão dependente de S para $I_{\lambda_{lm}}$. Geralmente as intensidades de linhas são normalizadas em relação à linha $H\beta$ para eliminar essa dependência em S . Então a intensidade da linha λ_{lm} em relação à $H\beta$ será dada por:

$$\frac{I_{\lambda_{lm}}}{I_{H\beta}} = \frac{N(X^i) h(\nu_m - \nu_l) q_{lm}(T_e) b}{N(H) j_{H\beta}}, \quad (1.5)$$

sendo $j_{H\beta}$ o coeficiente de emissão da linha do hidrogênio $H\beta$, correspondente a transição radioativa do nível 4 para o 2. Reescrevendo a equação anterior obtemos a abundância do íon X^i . Portanto, temos:

$$\frac{N(X^i)}{N(H)} = \frac{I_{\lambda_{lm}} j_{H\beta}}{I_{H\beta} h(\nu_m - \nu_l) q_{lm}(T_e) b}, \quad (1.6)$$

de onde percebemos que a partir da intensidade de linha de emissão de um íon X^i relativa ao hidrogênio obtemos sua abundância relativa.

1.4.2 Abundância iônica de hélio

Para o hélio a taxa de excitação colisional não é desprezível, o que torna a determinação de sua abundância mais complicada quando comparada aos outros elementos. Sua abundância iônica usando um determinada linha l é dada por

$$N(X_1) = \frac{I_l}{I_{H\beta}} f_l(N_e, t). \quad (1.7)$$

Os valores de $f_l(N_e, t)$ são:

$$f_{4471} = 2.01 t^{0.127 + (4.1 \times 10^{-4}) N_e}, \quad (1.8)$$

$$f_{5876} = 0.735 t^{0.230+(6.3 \times 10^{-4})N_e}, \quad (1.9)$$

$$f_{6678} = 2.58 t^{0.249+(2.0 \times 10^{-4})N_e}, \quad (1.10)$$

$$f_{4866} = 0.0816 t^{0.145}, \quad (1.11)$$

respectivamente, para as linhas He I $\lambda 4471$, $\lambda 5876$, $\lambda 6678$ e He II $\lambda 4866$, onde $t = T_e(\text{K}) \times 10^{-4}$. Estas equações foram propostas por Benjamin et al. (1999) e são válidas para uma faixa restrita de temperaturas e densidades: para $2 > t > 1.2$ e para $300 > N_e > 1$ em cm^{-3} .

1.5 Abundâncias totais

A abundância total de um elemento qualquer $N(\text{X})$ é obtida somando-se as abundâncias de todos os estágios de ionização. Como geralmente não é possível encontrar linhas na faixa espectral que estamos trabalhando de todos os estágios de ionização de um elemento, utilizamos fatores de correção de ionização (ICFs). Estes são obtidos através de modelos de fotoionização e são encontrados na literatura. Assim, a abundância total será dada por:

$$\frac{N(\text{X})}{N(\text{H})} = \sum_{i>1} \frac{N(\text{X}^i)}{N(\text{H}^+)} = \text{ICF}_{\text{ions não observados}} \times \sum_{\text{ions observados}} \frac{N(\text{X}^i)}{N(\text{H}^+)}. \quad (1.12)$$

1.6 Gradientes de abundâncias

Desde que a nucleossíntese de diferentes elementos químicos ocorre em estrelas de massas diferentes, o estudo das abundâncias químicas em discos de galáxias espirais é um método poderoso para entender a história da formação estelar e evolução nestas galáxias. Os gradientes de abundância química são o resultado da evolução química galáctica, a qual depende da taxa de formação estelar, da função de massa inicial, da produção relativa de elementos, homogeneidade do meio interestelar e do fluxo radial de entrada e saída de gás.

1.6.1 Gradientes de abundâncias extragalácticos

A existência de gradientes de componentes químicos em galáxias é conhecido desde o estudo espectrofotométrico de regiões H II localizadas em seis galáxias espirais realizado por Searle (1971). Em seu trabalho, ele confirmou a tendência da razão $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ diminuir com o raio galáctico, proposta primeiramente por

Aller (1942). Entretanto, nesse trabalho não houve a possibilidade de determinações precisas de abundâncias, já que estas apenas são possíveis com a detecção de linhas sensíveis à temperatura eletrônica, como a linha $[\text{O III}]\lambda 4363$. A confirmação da existência de gradientes de abundância foi realizada por Smith (1975), que detectou a linha $[\text{O III}]\lambda 4363$ em nebulosas nas galáxias espirais M 33 e M 101.

1.6.2 Gradiente de abundância Galáctico

Enquanto a existência de gradientes de abundâncias químicas extragalácticos já estava bem estabelecida, pouco se sabia se o mesmo ocorria em nossa galáxia. Foi com o trabalho de Peimbert (1979) que iniciaram-se os estudos de gradientes de abundância Galácticos, com medidas de abundância para 18 regiões H II na faixa de distâncias galactocêntricas de 8 a 14 kpc. Shaver et al. (1983) obtiveram espectros óticos de regiões H II localizadas entre as distâncias galactocêntricas de 5 e 12 kpc e, com a ajuda de observações em rádio, as propriedades físicas e abundâncias foram derivadas. Este trabalho estabeleceu a existência de um gradiente negativo de abundância de elementos mais pesados que o hélio no disco de nossa galáxia. Outro estudo foi o de Afflerbach et al. (1997) que apresentaram observações de regiões H II, obtendo estimativas para N/H e O/H similares aos encontrados por Shaver et al. (1983). Vílchez & Esteban (1996), em um estudo de regiões H II com distâncias galactocêntricas de 11.5 a 18 kpc, encontraram gradientes com um inclinação menor para O/H e N/H e constante para S/H. Recentemente, Rudolph et al. (2006) determinaram as abundâncias químicas de 6 regiões H II (com distâncias galactocêntricas de 10–15 kpc) a partir de observações em infravermelho longo. Unindo estes resultados com dados da literatura, eles mostraram que há diferenças significativas nas abundâncias de oxigênio e enxofre determinadas via observações no ótico e no infravermelho.

Todos os trabalhos citados anteriormente diferem consideravelmente quanto a forma do gradiente de abundância químico de nossa galáxia e, apesar de haver grande esforço para sua determinação, não há resultados conclusivos.

1.7 Nosso Trabalho

1.7.1 Catálogo de intensidades de linhas de emissão de regiões HII

Medidas quantitativas de intensidades de linhas de emissão têm sido feitas desde o início do século passado. Os dados, porém, estão amplamente espalhados e existe na literatura um grande número de dados espectrais de regiões HII . Para estudos estatísticos de fenômenos astronômicos são necessários extensivos bancos de dados, comuns atualmente em muitas áreas. Tendo em vista isso, construímos um catálogo de intensidades de linhas de emissão de regiões HII.

1.7.2 Reavaliação do gradiente de abundância química Galáctico

Como sub-produto do catálogo, reavaliamos o gradiente de abundância química de nossa galáxia. Utilizando parâmetros atômicos (probabilidades de transição e forças de colisão) recentes, recalculamos as propriedades físicas (N_e e T_e) e as abundâncias totais de regiões HII Galácticas utilizando as intensidades de linhas de emissão catalogadas. Assim, através de estimativas de distância dos objetos, avaliamos a variação das abundâncias dos elementos com o raio da Galáxia.

Capítulo 2

O catálogo

2.1 Pesquisa bibliográfica

Com o objetivo de construir um catálogo de intensidades de linhas de emissão de regiões HII, buscamos por publicações que apresentassem tais medidas. Para nossa pesquisa utilizamos a biblioteca digital de Física e Astronomia da NASA *Astrophysics Data System* (ADS).

2.2 Organização do banco de dados

Em virtude do número considerável de informações a serem catalogadas houve a necessidade do desenvolvimento de um programa (**Incat**) para organização tanto dos dados de entrada como os de saída. Este programa foi desenvolvido pelo professor Marcus Copetti. A seguir serão mostradas cada uma das telas desse programa com uma descrição detalhada.

- **Primeira tela:** apresenta a referência bibliográfica da qual os dados são retirados (figura 2.1). Esta foi copiada no sistema ADS e salva em um arquivo nomeado *bibcode.bib*, onde o *bibcode* é o código do respectivo artigo. Para incluirmos novos dados ou visualizarmos dados já catalogados de outra publicação clicou-se em *load*, que abre uma janela para escolha do arquivo *.bib*.
- **Segunda tela:** são apresentados os objetos estudados e os dados existentes na publicação (figura 2.2). Para incluirmos informações novas, digitamos o nome do objeto, a galáxia a que pertence e o número de posições observadas e clicamos em *add*. Cada um dos objetos adicionados apareceram no quadro logo abaixo na tela. Selecionando um destes objetos e clicando em *edit* visualizamos

uma tela suplementar. É necessário salvar (clcando em *save*) as informações antes de seguir para a próxima tela.

incat (version 1.0)

CATALOGUE OF EMISSION LINE INTENSITIES OF HII REGIONS Form filled by Aline B. Rauber on 19/11/2006

authors (Fulano, A.B.C. + Ciclano, D. + Beltrano, E.F. + etc)
Vilchez, J.M. + Esteban, C.

title
The chemical composition of HII regions in the outer Galaxy

journal
Monthly Notices of the Royal Astronomical Society

type of publication
 article
 in proceedings
 Ph.D. thesis
 MSc. thesis
 report

volume
280

page
720-734

year
1996

save load quit clear page previous page next page

Figura 2.1: Primeira tela do programa onde encontramos a referência bibliográfica.

incat - page 2 - set object

CATALOGUE OF EMISSION LINE INTENSITIES OF HII REGIONS Form filled by Aline B. Rauber on 19/11/2006

object
BFS31

class
HII region

host galaxy
Galaxy

number of sections
1

existent data
 observed wavelength
 observed intensity
 error in observed intensity
 corrected intensity
 error in corrected intensity

description of sections (one section per line as <section number> = <description>)

BFS31	1	0	Galaxy	03:21:04.3	+54:46:22	1950.
S209	1	0	Galaxy	04:07:19.6	+51:02:02	1950.
S219	1	0	Galaxy	04:52:28.1	+47:19:06	1950.
S283	1	0	Galaxy	06:35:53.9	+00:47:10	1950.
S98	1	0	Galaxy	19:57:10.1	+31:13:33	1950.
S127	1	0	Galaxy	21:27:04.6	+54:23:41	1950.
S128	1	0	Galaxy	21:30:37.1	+55:39:22	1950.
S266 A	1	0	Galaxy	06:15:54.1	+15:18:08	1950.

save add delete edit quit clear page previous page next page

Figura 2.2: Tela do programa onde são apresentados os objetos e os dados existentes no artigo.

- **Tela suplementar:** onde incluímos informações adicionais sobre o objeto e a observação, como ascensão reta, declinação, telescópio, técnica utilizada, detector, entre outros (figura 2.3). Também apresenta a linha e a intensidade de referência para quais as medidas foram normalizadas. Em sua maioria, as intensidades foram normalizadas em relação à linha $H\beta$ com $I(\beta) = 100$. Quando objetos diferentes tem algumas das informações em comum com um anteriormente registrado, estes objetos são selecionados na tela anterior e, na tela suplementar, clicamos na opção *yes* respondendo à pergunta *set to selected?*. Com isso, ao lado de cada uma das informações aparecem opções para selecionarmos apenas os dados que são iguais.

Figura 2.3: Tela suplementar sobre o objeto e a observação.

- **Terceira tela:** onde selecionamos as linhas de emissão que apresentam medidas de intensidade na publicação (figura 2.4). Na coluna à esquerda selecionamos os comprimentos de onda (em \AA) e clicamos em *add single* para adicioná-lo na coluna à direita. Quando duas ou mais linhas não foram resolvidas (*blended*) estas foram selecionadas na coluna à esquerda e clicamos em *add blend*, distinguindo estas das demais com letras logo após o íon. Tendo adicionado todas as linhas à coluna direita, clicamos em *accept* e em seguida em *next page*. Para visualizarmos as linhas selecionadas de um objeto cujas

intensidades de linhas já estejam catalogadas clicamos em *read*.

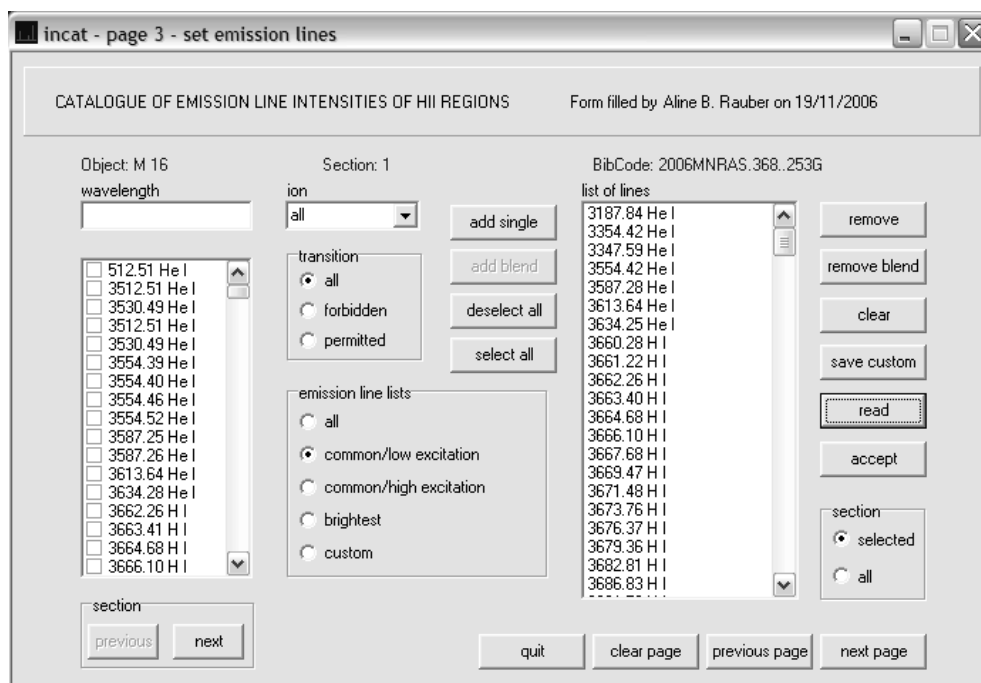


Figura 2.4: Tela do programa onde selecionamos as linhas de emissão.

- **Quarta tela:** onde digitamos ou visualizamos (quando já catalogadas) as intensidades das linhas selecionadas na tela anterior (figura 2.5). Na primeira coluna digitamos o comprimento de onda observado (em Å); na segunda, a intensidade observada; na terceira, o erro na intensidade observada; na quarta, a intensidade corrigida por avermelhamento interestelar e, na quinta, o erro na intensidade corrigida. Na tela suplementar informamos se esses erros são percentuais ou não.

O programa gerou arquivos por publicação, como o da figura 2.6, onde todos os dados são organizados em colunas na mesma ordem em que são apresentados no programa. Quando as tabelas dos artigos estiveram disponíveis *on-line*, estas foram adaptadas ao formato requerido pelo programa com programas em Fortran, não sendo então necessário digitar os dados.

Tendo um número significativo de objetos e intensidades de linhas catalogadas, propomo-nos a trabalhar com este banco de dados. Descreveremos, no próximo capítulo, como essas informações foram empregadas para avaliar a variação das abundâncias químicas com o raio Galáctico.

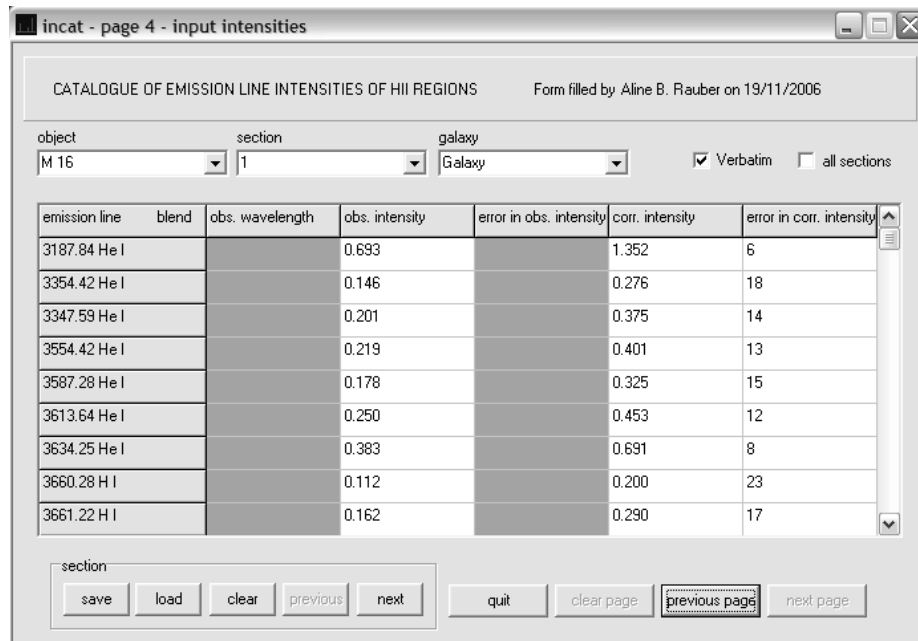


Figura 2.5: Tela do programa onde as intensidades das linhas são digitadas e apresentadas.

M 16	1	Galaxy	He I	3187.84	0.693	1.352	6	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	He I	3354.42	0.146	0.276	18	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	He I	3347.59	0.201	0.375	14	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	He I	3554.42	0.219	0.401	13	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	He I	3587.28	0.178	0.325	15	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	He I	3613.64	0.250	0.453	12	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	He I	3634.25	0.383	0.691	8	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3660.28	0.112	0.200	23	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3661.22	0.162	0.290	17	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3662.26	0.213	0.381	13	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3663.40	0.217	0.388	13	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3664.68	0.210	0.376	13	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3666.10	0.259	0.464	11	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3667.68	0.253	0.453	12	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3669.47	0.322	0.575	10	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3671.48	0.362	0.646	9	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3673.76	0.398	0.710	8	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3676.37	0.398	0.711	8	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3679.36	0.434	0.774	8	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3682.81	0.434	0.772	8	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3686.83	0.565	1.005	7	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3691.56	0.594	1.054	6	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3697.15	0.684	1.213	6	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3703.86	0.804	1.423	5	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	He I	3705.04	0.378	0.669	9	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3711.97	0.972	1.715	5	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	A [S III]	3721.94	1.679	2.955	4	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	A H I	3721.94	1.679	2.955	4	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	[O II]	3726.03	88.191	154.979	4	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	[O II]	3728.82	69.245	121.581	4	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3734.37	1.580	2.770	4	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3750.15	2.014	3.511	4	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3770.63	2.503	4.336	4	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3797.90	3.424	5.874	4	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	He I	3819.61	0.653	1.112	6	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	H I	3835.39	4.845	8.197	4	2006MNRAS.368...
M 16	1	Galaxy	B Si II	3856.02	0.126	0.211	10	2006MNRAS.368...

Figura 2.6: Arquivo gerado pelo programa com as intensidades de linhas de emissão para cada publicação.

Capítulo 3

Avaliação do gradiente de abundância químico da Galáxia

3.1 Determinação das condições físicas

Tendo catalogado intensidades de linhas de emissão de diversas regiões H II, selecionamos as melhores publicações dos objetos (com o maior número de linhas de emissão observadas). O grande número de linhas de emissão catalogadas permitiu-nos derivar as condições físicas usando razões de linhas diferentes para a maioria dos objetos. Os objetos para os quais tornou-se possível realizar estimativas precisas da temperatura e densidade eletrônicas são mostrados na tabela 3.1 com as respectivas referências bibliográficas das quais as intensidades de linhas de emissão foram catalogadas.

As determinações das densidades e temperaturas eletrônicas dos objetos foram realizadas com a tarefa **tenden** do pacote **nebular** (Shaw & Dufour, 1995) do **STSDAS/IRAF** (*Image Reduction and Analysis Facility*), que resolve numericamente as equações de equilíbrio estatístico para um átomo de n níveis. As referências dos parâmetros atômicos utilizados encontram-se na tabela 3.2. As temperaturas e densidades eletrônicas determinadas para os objetos são apresentadas na tabela 3.3. Sempre que os erros encontrados foram grandes, os resultados apresentados foram seguidos de “:”.

A propagação dos erros das intensidades (quando estas foram apresentadas nas publicações) para as razões de intensidades de linhas para cálculo da densidade e temperatura eletrônicas foi realizada através das equações que são apresentadas no Apêndice A. Tendo calculado os erros nas razões, calculamos R , $R + \sigma_R$ e $R - \sigma_R$, onde R é a razão de linhas. Determinamos para cada um destes sua respectiva

temperatura ou densidade eletrônica. Um valor inicial $T_e = 10.000$ K foi assumido para a temperatura eletrônica para derivarmos as densidades eletrônicas $N_e([\text{O II}])$, $N_e([\text{S II}])$, $N_e([\text{Cl III}])$, $N_e([\text{Ar IV}])$ e $N_e([\text{N I}])$. Em seguida, uma densidade mediana para cada nebulosa foi usada para derivar as temperaturas eletrônicas $T_e([\text{Ar III}])$, $T_e([\text{N II}])$, $T_e([\text{O I}])$, $T_e([\text{O II}])$, $T_e([\text{O III}])$, $T_e([\text{S II}])$ e $T_e([\text{S III}])$. Finalmente as densidades eletrônicas foram recalculadas adotando os valores medianos da temperatura eletrônica para cada uma das nebulosas.

Tabela 3.1: Objetos e respectivas publicações catalogadas utilizadas para avaliação do gradiente de abundância químico.

Objetos	Referência
M 42	Esteban et al. (2004)
M 8	Esteban et al. (1999)
M 16	García-Rojas et al. (2006)
M 17	Tsamis et al. (2003)
M 20	García-Rojas et al. (2006)
S 311	García-Rojas et al. (2005)
NGC 3576	García-Rojas et al. (2004)
NGC 3603	García-Rojas et al. (2006)
S 266	Vílchez & Esteban (1996)
S 184	Hawley (1978)
S 292	Hawley (1978)

Referências dos parâmetros atômicos encontradas na tabela 3.2: (B60) Bowen, 1960; (BK95) Bhatia & Kastner, 1995; (BZ94) Butler & Zeippen; (BZ89) Butler & Zeippen, 1989; (DMR76) Dopita, Mason & Robb, 1976; (EM84) Ellis & Martinson, 1984; (F75) Fawcett, 1975; (GMZ95) Galavis, Mendoza & Zeippen, 1995; (HSC95) Heise, Smith & Calamai, 1995; (KHOC93) Keenan, Hibbert Ojha & Caylon, 1993; (KS86) Kaufman & Sugar, 1986; (LB94) Lennon & Burke, 1994; (LL93) LaJohn & Luke, 1993; (M85) Moore, 1985; (M83) Mendoza, 1983; (MB93) McLaughlin & Bell, 1993; (MZ82) Mendoza & Zeippen, 1982; (P76) Pradhan, 1976; (PA76) Pequignot & Aldrovandi, 1976; (RBS96) Ramsbottom, Bell & Stafford, 1996; (VVF96) Verner D.A., Verner E.M. & Ferland, 1996; (ZBLB87) Zeippen, Butler & Le Bourlot, 1987; (WFD96) Wiese, Fuhr & Deters, 1996; (WL95) Williams & Livio, 1995.

Tabela 3.2: Referências dos parâmetros atômicos utilizados.

Íon	Parâmetro	Fonte
N I	Níveis de Energia	B60, KS86, F75
	Probabilidades de Transição	KS86, WFD96
	Forças de Colisão	PA76, DMR76
N II	Níveis de Energia	B60, WL95
	Probabilidades de Transição	WFD96
	Forças de Colisão	LB94
O I	Níveis de Energia	B60
	Probabilidades de Transição	WFD96
	Forças de Colisão	BK95
O II	Níveis de Energia	B60, KS86, F75
	Probabilidades de Transição	WFD96
	Forças de Colisão:	P76, MB93
O III	Níveis de Energia	B60, M85
	Probabilidades de Transição	WFD96
	Forças de Colisão	LB94
Ne III	Níveis de Energia	B60
	Probabilidades de Transição	M83, KS86
	Forças de Colisão	BZ94
S II	Níveis de Energia	B60, VVF96
	Probabilidades de Transição	VVF96, KHOC93
	Forças de Colisão	RBS96
S III	Níveis de Energia	B60
	Probabilidades de Transição	MZ82, HSC95, LL93, KS86
	Forças de Colisão	GMZ95
Cl III	Níveis de Energia	B60
	Probabilidades de Transição	M83, KS86
	Forças de Colisão	BZ89
Cl IV	Níveis de Energia	B60, H85
	Probabilidades de Transição	MZ82, EM84, KS86
	Forças de Colisão	GMZ95
Ar III	Níveis de Energia	B60
	Probabilidades de Transição	M83, KS86
	Forças de Colisão	GMZ95
Ar IV	Níveis de Energia	B60
	Probabilidades de Transição	MZ82, KS86
	Forças de Colisão	ZBLB87

Tabela 3.3: Densidades (em cm^{-3}) e temperaturas eletrônicas (em K) determinadas.

Objetos	M 42	M 8	M 16	M 17	S 184	S 292
$N_e([\text{Ar IV}])$	7533:			2173		
$N_e([\text{Cl III}])$	9826 ± 2503	3161	1384 ± 2130	1414		
$N_e([\text{N I}])$	1737:	1631	994 ± 993			
$N_e([\text{O II}])$	2432 ± 10	1107	730 ± 10			
$N_e([\text{S II}])$	6432 ± 1360	2035	1477 ± 20	650	378	100
$N_e(\text{adotada})$	6400	1800	1190	1400	378	100
$T_e([\text{Ar III}])$	8293 ± 1703	7929				
$T_e([\text{N II}])$	10152 ± 195	7986	8470 ± 80	9274	8142	7010
$T_e([\text{O I}])$	7931 ± 172					
$T_e([\text{O II}])$	10124 ± 74	6108	6635 ± 40			
$T_e([\text{O III}])$	8322 ± 30	8124	7650 ± 830	5188		
$T_e([\text{S II}])$	9171 ± 245		7345 ± 50	6917		
$T_e([\text{S III}])$	10437 ± 105		8910 ± 140			
Objetos	M 20	S 311	NGC 3576	NGC 3603	S 266	
$N_e([\text{Ar IV}])$			4536:	1565:		
$N_e([\text{Cl III}])$	335:	537:	3631 ± 2474	5745 ± 4215		
$N_e([\text{N I}])$	506:	569:		4370:		
$N_e([\text{O II}])$	183:	188:	998 ± 20	1310 ± 70		
$N_e([\text{S II}])$	338 ± 50	372 ± 50	1395 ± 65	3916 ± 740	430 ± 300	
$N_e(\text{adotada})$	340	455	2500	3900	430	
$T_e([\text{Ar III}])$	8710 ± 3280	8770 ± 3350	9100 ± 500			
$T_e([\text{N II}])$	8480 ± 120	9570 ± 130	8770 ± 400	10840 ± 1100	12040 ± 520	
$T_e([\text{O II}])$	6772 ± 45		7170 ± 145	9880 ± 100		
$T_e([\text{O III}])$	7810 ± 500	9000 ± 175	8490 ± 70	9070 ± 50		
$T_e([\text{S II}])$	6900 ± 90	7000 ± 70	8540 ± 450	12995 ± 3500		
$T_e([\text{S III}])$	8770 ± 150	9950 ± 130	9295 ± 125	9610 ± 110		

3.2 Determinação das abundâncias iônicas

3.2.1 Abundâncias iônicas de elementos pesados via CELs

Uma região H II pode ser caracterizada por zonas com diferentes graus de ionização (Garnett, 1992). Desta maneira, a temperatura eletrônica que utilizamos no cálculo da abundância de um determinado íon é baseada no potencial de ionização do átomo. Para íons com potenciais de ionização baixos (S^+ , O^+ , N^+) adotamos a média das temperaturas eletrônicas $T([O II])$, $T([N II])$ e $T([S II])$, quando estimativas dessas puderam ser feitas. Por outro lado, para íons com alto potencial de ionização (Ar^{++} , Ar^{3+} , Cl^{++} , Cl^{3+} , Ne^{++} , O^{++} , S^{++}) adotamos a média das temperaturas eletrônicas $T([O III])$ e $T([S III])$. Para os objetos S 266, S 184 e S 292 apenas estimativas de $T([N II])$ puderam ser realizadas, sendo esta, portanto, utilizada para estimarmos as abundâncias iônicas destes objetos. A densidade eletrônica adotada (apresentada na tabela 3.3) é uma mediana dos valores determinados por diferentes razões de linhas. As abundâncias iônicas do Ar, Cl, Ne, N, O e S foram derivadas usando-se a rotina **ionic** do pacote **nebular** do **IRAF**.

Como os valores das abundâncias iônicas dependem fortemente da temperatura eletrônica, devemos propagar os erros desta. Para isso, o procedimento realizado foi o mesmo já descrito para as estimativas de erro da temperatura e densidade eletrônicas.

3.2.2 Abundâncias iônicas de hélio

Determinamos as abundâncias de He utilizando as fórmulas apresentadas na seção 1.4.2. Como estas são válidas apenas para densidades eletrônicas entre 1 e 300 cm^{-3} , somente tornou-se possível determinar as abundâncias de He para os objetos M 20, S 266, S 184 e S 311. Para S 292 não foram observadas linhas de He.

3.3 Determinação das abundâncias totais

Para derivarmos as abundâncias totais assumimos um conjunto de fatores de correção de ionização (ICFs) para corrigirmos pelos estágios de ionização não observados.

A ausência de linhas de linhas He II indica que a abundância de He^{++}/H^+ é desprezível. Porém, a abundância total de hélio deve ser corrigida pela presença de

hélio neutro. Baseado na similaridade dos potenciais de ionização do He⁰ (24.6 eV) e do S (23.3 eV), Peimbert et al. (1992) determinou que a abundância total do hélio é dada por

$$\frac{N(\text{He})}{N(\text{H})} = \text{ICF}(\text{He}) \times \frac{N(\text{He}^+)}{N(\text{H}^+)} = \left\{ 1 + \left[\frac{N(\text{S}^+)}{N(\text{S}) - N(\text{S}^+)} \right] \right\} \times \frac{N(\text{He}^+)}{N(\text{H}^+)}. \quad (3.1)$$

Para determinarmos a abundância total de oxigênio assumimos que esta é dada por

$$\frac{N(\text{O})}{N(\text{H})} = \frac{N(\text{O}^+ + \text{O}^{++})}{N(\text{H}^+)}. \quad (3.2)$$

Medidas de abundância de dois estágios de ionização do S foram realizadas, visto que apenas estes estágios foram observados nas publicações catalogadas. Um fator de correção de ionização, ICF(S), que leve em consideração a presença de S³⁺ deve ser utilizado. Utilizamos a seguinte relação de Stasińska (1978):

$$\text{ICF}(\text{S}) = \left\{ 1 - \left[1 - \frac{N(\text{O}^+)}{N(\text{O})} \right]^3 \right\}^{-\frac{1}{3}} \quad (3.3)$$

e

$$\frac{N(\text{S})}{N(\text{H})} = \text{ICF}(\text{S}) \times \frac{N(\text{S}^+ + \text{S}^{++})}{N(\text{H}^+)}. \quad (3.4)$$

As únicas linhas excitadas colisionalmente de Ne mensuráveis na região ótica são as do Ne⁺⁺. Não é esperado uma fração significante de Ne³⁺, já que o potencial de ionização desse íon é muito alto (63.4 eV). Porém, a contribuição da abundância de Ne⁺ deve ser significante. Utilizamos, neste caso, o ICF proposto por Peimbert & Costero (1969):

$$\frac{N(\text{Ne})}{N(\text{H})} = \text{ICF}(\text{Ne}) \times \frac{N(\text{Ne}^{++})}{N(\text{H}^+)} = \left[\frac{N(\text{O})}{N(\text{O}^{++})} \right] \times \frac{N(\text{Ne}^{++})}{N(\text{H}^+)}. \quad (3.5)$$

Para o nitrogênio, utilizamos o ICF indicado por Peimbert & Torres-Peimbert (1977):

$$\frac{N(\text{N})}{N(\text{H})} = \text{ICF}(\text{N}) \times \frac{N(\text{N}^+)}{N(\text{H}^+)} = \left[\frac{N(\text{O}^+) + N(\text{O}^{++})}{N(\text{O}^+)} \right] \times \frac{N(\text{N}^+)}{N(\text{H}^+)}. \quad (3.6)$$

Para levarmos em conta a presença de uma pequena fração de Cl⁺ e a presença

de Cl^{3+} , adotamos a relação de Peimbert & Torres-Peimbert (1977):

$$\text{ICF}(\text{Cl}) = \left[1 - \frac{N(\text{S}^+)}{N(\text{S})} - \frac{N(\text{O}^{++})}{N(\text{O})} \right]^{-1} \quad (3.7)$$

e

$$\frac{N(\text{Cl})}{N(\text{H})} = \text{ICF}(\text{Cl}) \times \frac{N(\text{Cl}^{++})}{N(\text{H}^+)}, \quad (3.8)$$

onde na equação 3.7 o termo $N(\text{S}^+)/N(\text{S})$ considera a presença de Cl^+ e o termo $N(\text{O}^{++})/N(\text{O})$, a presença de Cl^{3+} .

O $\text{ICF}(\text{Ar})$ inclui a contribuição de Ar^+/H^+ e, de acordo com Liu et al. (2000), pode ser aproximado por:

$$\text{ICF}(\text{Ar}) = \left[1 - \frac{N(\text{O}^+)}{N(\text{O})} \right]^{-1} \quad (3.9)$$

e

$$\frac{N(\text{Ar})}{N(\text{H})} = \text{ICF}(\text{Ar}) \times \frac{N(\text{Ar}^{++}) + N(\text{Ar}^{3+})}{N(\text{H}^+)}. \quad (3.10)$$

A propagação dos erros das abundâncias iônicas para os ICFs e para as abundâncias totais foi realizada através das fórmulas apresentadas no Apêndice B.

As abundâncias de hélio determinadas são apresentadas na tabela 3.4. As abundâncias iônicas, ICFs e abundâncias totais dos demais elementos são apresentados na tabela 3.5.

Tabela 3.4: Abundâncias de He determinadas

Objetos	$N(\text{He}^+) \times 10^2$	$\text{ICF}(\text{He})$	$N(\text{He}) \times 10^2$
M 20	7.3 ± 0.1	1.33 ± 0.02	9.8 ± 0.1
S 311	8.24 ± 0.10	1.42 ± 0.02	11.75 ± 0.23
S 266	1.1:	6.64:	0.072:
S 184	10.1	1.085	0.110

Tabela 3.5: Abundâncias químicas de Ar, Cl, Ne, N, O e S determinadas.

Objeto	M 42	M 16	M 20	S 311	S 266
$\text{Ar}^{++}/\text{H}^+ \times 10^6$	0.233 ± 0.003	1.52 ± 0.03	1.69 ± 0.01	1.07 ± 0.04	
$\text{Ar}^{3+}/\text{H}^+ \times 10^9$	311.5 ± 5.0	6395 ± 14	9.32 ± 0.02	2.19 ± 0.01	
ICF(Ar)	1.27 ± 0.01	2.62 ± 0.21	10.46 ± 1.47	7.84 ± 0.82	
$10^7 \times \text{Ar}/\text{H}$	6.93 ± 0.08	207.37 ± 17.00	177.72 ± 25.00	84.07 ± 9.33	
$\text{Cl}^{++}/\text{H}^+ \times 10^7$	1.31 ± 0.02	0.910 ± 0.002	0.894 ± 0.001	0.60 ± 0.003	
$\text{Cl}^{3+}/\text{H}^+ \times 10^9$	4.61 ± 0.06				
ICF(Cl)	1.02 ± 0.02	1.59 ± 0.02	1.50 ± 0.04	1.68 ± 0.03	
$10^7 \times \text{Cl}/\text{H}$	1.39 ± 0.03	1.45 ± 0.01	1.34 ± 0.02	1.01 ± 0.02	
$\text{Ne}^{++}/\text{H}^+ \times 10^5$	4.97 ± 0.01	0.798 ± 0.002		0.610 ± 0.004	
ICF(Ne)	1.27 ± 0.04	5.87 ± 0.09		9.13 ± 0.09	
$10^5 \times \text{Ne}/\text{H}$	6.33 ± 0.2	4.68 ± 0.09		5.57 ± 0.08	
$\text{N}^0/\text{H}^+ \times 10^6$		1.04 ± 0.04	1.23 ± 0.08	1.08 ± 0.06	
$\text{N}^+/\text{H}^+ \times 10^5$	0.820 ± 0.004	4.03 ± 0.08	4.62 ± 0.02	2.69 ± 0.01	1.39 ± 0.01
ICF(N)	4.66 ± 0.10	1.61 ± 0.08	1.11 ± 0.02	1.15 ± 0.02	1 ± 0.001
$10^5 \times \text{N}/\text{H}$	3.82 ± 0.09	6.68 ± 0.04	5.24 ± 0.08	3.21 ± 0.05	1.39 ± 0.01
$\text{O}^0/\text{H}^+ \times 10^5$		7.09 ± 0.040	0.59 ± 0.005	1.00 ± 0.05	
$\text{O}^+/\text{H}^+ \times 10^4$	0.730 ± 0.006	2.10 ± 0.09	4.54 ± 0.05	4.31 ± 0.04	0.850 ± 0.001
$\text{O}^{++}/\text{H}^+ \times 10^4$	2.67 ± 0.07	0.577 ± 0.001	0.424 ± 0.006	0.530 ± 0.003	≤ 0.001
$10^4 \times \text{O}/\text{H}$	3.4 ± 0.07	3.39 ± 0.09	5.02 ± 0.05	4.94 ± 0.06	0.850 ± 0.001
$\text{S}^+/\text{H}^+ \times 10^6$	0.268 ± 0.001	1.74 ± 0.04	2.26 ± 0.09	2.06 ± 0.07	1.65 ± 0.06
$\text{S}^{++}/\text{H}^+ \times 10^6$	8.70 ± 0.01	6.68 ± 0.01	6.80 ± 0.06	4.84 ± 0.02	0.293 ± 0.002
ICF(S)	1.25 ± 0.01	1.02 ± 0.01	1.00 ± 0.01	1.00 ± 0.01	1.000 ± 0.001
$10^6 \times \text{S}/\text{H}$	11.21 ± 8.70	8.58 ± 0.06	9.07 ± 0.10	6.90 ± 0.11	1.95 ± 0.06

Continuação da tabela 3.5: Abundâncias químicas de Ar, Cl, Ne, N, O e S determinadas.

Objetos	NGC 3576	NGC 3603	S 184	S 292	M 8	M 17
$\text{Ar}^{++}/\text{H}^+ \times 10^6$	1.38 ± 0.04	2.06 ± 0.05			1.63	7.821
$\text{Ar}^{3+}/\text{H}^+ \times 10^9$	14.05 ± 0.60	51.99 ± 1.60			4.39	228
ICF(Ar)	1.75 ± 0.04	1.13 ± 0.01			10.81	1.63
$10^6 \times \text{Ar}/\text{H}$	2.44 ± 0.06	2.38 ± 0.05			1.77	1.31
$\text{Cl}^{++}/\text{H}^+ \times 10^7$	0.763 ± 0.005	1.00 ± 0.03			1.11	8.32
$\text{Cl}^{3+}/\text{H}^+ \times 10^9$	2.14 ± 0.06	13.08 ± 0.32				
ICF(Cl)	1.08 ± 0.01	1.01 ± 0.01			1.28	2.60
$10^8 \times \text{Cl}/\text{H}$	8.45 ± 0.05	11.4 ± 0.3			1.42	21.65
$\text{Ne}^{++}/\text{H}^+ \times 10^5$	3.53 ± 0.02	4.54 ± 0.02	8.58		0.669	143.3
ICF(Ne)	1.75 ± 0.09	1.13 ± 0.05	6.49		10.76	1.63
$10^5 \times \text{Ne}/\text{H}$	6.18 ± 0.33	5.14 ± 0.23	55.72		7.20	234
$\text{N}^0/\text{H}^+ \times 10^6$		0.449 ± 0.001				
$\text{N}^+/\text{H}^+ \times 10^5$	1.10 ± 0.02	0.315 ± 0.007	1.85	1.66	5.47	0.996
ICF(N)	2.33 ± 0.08	8.68 ± 0.25	1.18	1.00	1.10	2.59
$10^5 \times \text{N}/\text{H}$	2.57 ± 0.09	3.12 ± 0.09	2.19	1.66	6.03	2.58
$\text{O}^0/\text{H}^+ \times 10^5$		0.247 ± 0.009				
$\text{O}^+/\text{H}^+ \times 10^4$	1.47 ± 0.03	0.311 ± 0.001	5.164	1.76	9.12	1.528
$\text{O}^{++}/\text{H}^+ \times 10^4$	1.96 ± 0.09	2.36 ± 0.08	0.940		0.934	2.428
$10^4 \times \text{O}/\text{H}$	3.43 ± 0.09	2.70 ± 0.08	6.10	1.76	10.05	3.96
$\text{S}^+/\text{H}^+ \times 10^6$	0.642 ± 0.008	0.12 ± 0.005	1.15	5.47	1.187	0.423
$\text{S}^{++}/\text{H}^+ \times 10^6$	7.73 ± 0.02	6.67 ± 0.01	13.5		8.362	153.8
ICF(S)	1.07 ± 0.01	1.48 ± 0.01	1.00	1.00	1.00	1.09
$10^6 \times \text{S}/\text{H}$	8.97 ± 0.06	10.06 ± 0.09	14.67	5.47	9.55	168.38

3.4 Estimativas de distâncias dos objetos

Apresentamos na tabela 3.6 estimativas de distâncias ao centro da Galáxia dos objetos cujas abundâncias químicas foram determinadas. Estas foram retiradas da literatura, sendo suas respectivas referências também apresentadas.

Tabela 3.6: Distâncias dos objetos ao centro da Galáxia.

Objetos	Distância (kpc)	Referência
M 17	6.4 ± 0.2	Shaver et al. (1983)
M 16	6.6 ± 0.1	Shaver et al. (1983)
M 8	6.7 ± 0.2	Afflerbach et al. (1997)
NGC 3576	7.92 ± 0.01	Simpson et al. (1995)
M 20	8.5*	Hawley (1978)
NGC 3603	8.8 ± 0.2	Simpson et al. (1995)
M 42	8.89 ± 0.06	Shaver et al. (1983)
S 184	10.1 ± 1.0	Caplan et al. (2000)
S 292	10.6*	Hawley (1978)
S 311	11.0 ± 0.4	Shaver et al. (1983)
S 266	17.9 ± 4.7	Vílchez & Esteban (1996)

*Para M 20 e S 292 não foram encontradas estimativas de erros.

3.5 Os gradientes de abundâncias Galácticos

A partir das abundâncias O/H, S/H e N/H da tabela 3.5 e das estimativas de distâncias da tabela 3.6 podemos obter as distribuições das abundâncias químicas destes elementos aos longo do raio Galáctico. Assim, apresentamos nos gráficos 3.1, 3.2 e 3.3 os gradientes obtidos para as abundâncias O/H, S/H e N/H, respectivamente. Nossos resultados são indicados com triângulos. As regressões lineares de nossos dados são:

$$\log(\text{O}/\text{H}) + 12 = 9.14 - 0.063 R, \quad (3.11)$$

$$\log(\text{S}/\text{H}) + 12 = 7.45 - 0.063 R, \quad (3.12)$$

$$\log(\text{N}/\text{H}) + 12 = 7.94 - 0.048 R, \quad (3.13)$$

onde R é a distância do objeto ao centro da Galáxia, em kpc. Também são apresentadas nos gráficos as regressões lineares obtidas por Shaver et al. (1983), Afflerbach et al. (1997) e Rudolph et al. (2006).

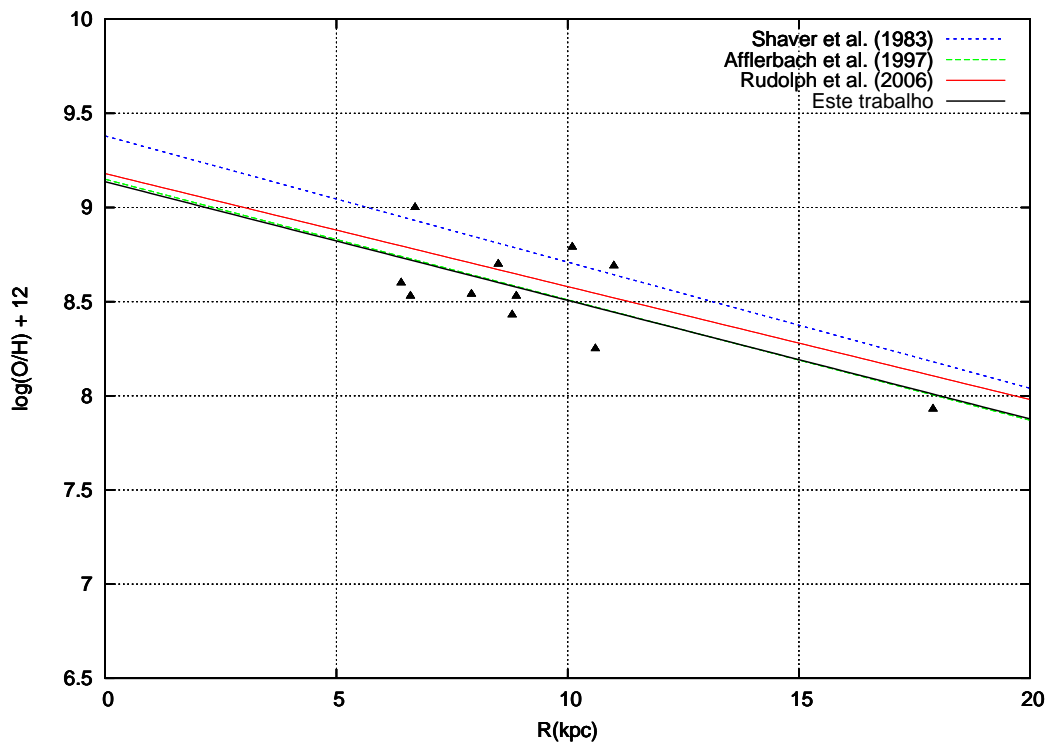


Figura 3.1: Abundância de (O/H) *versus* o raio galáctico (R).

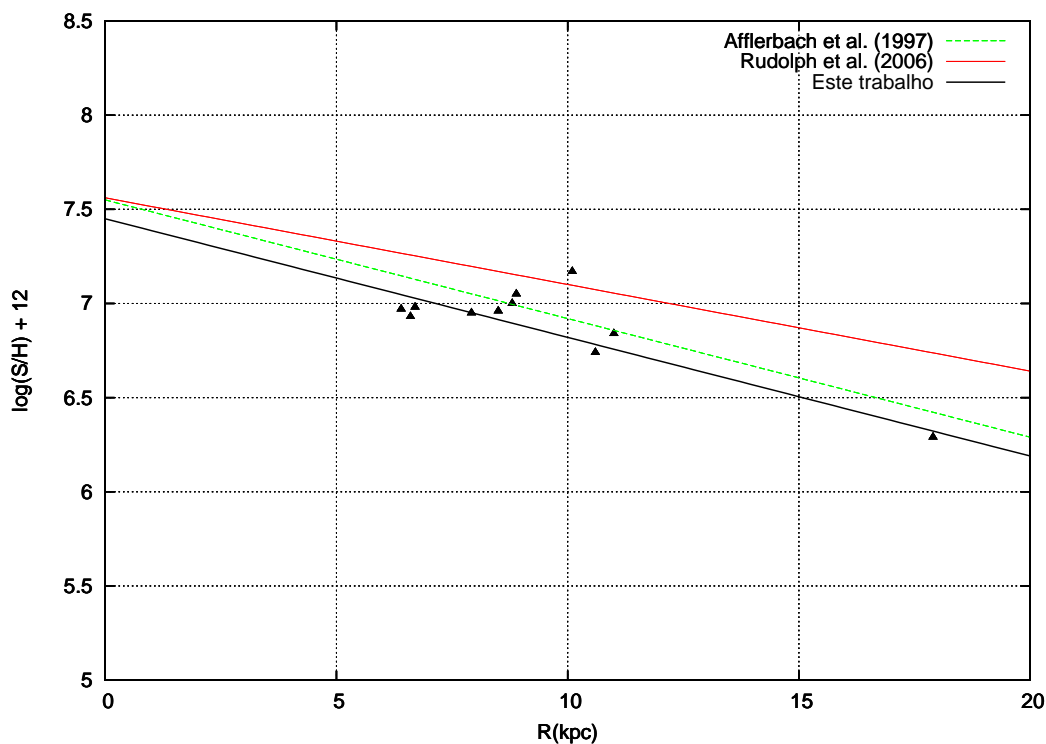


Figura 3.2: Abundância de (S/H) *versus* o raio galáctico (R).

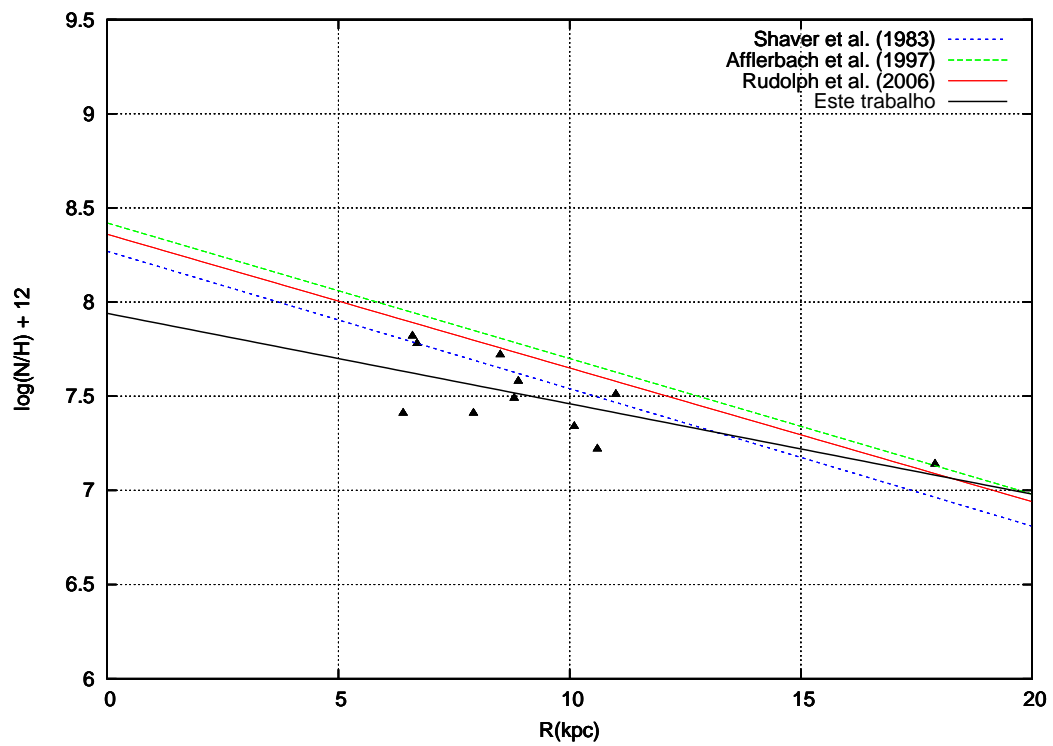


Figura 3.3: Abundância de (N/H) versus o raio galáctico (R).

Capítulo 4

Considerações Finais

- Este trabalho apresenta um catálogo de intensidades de linhas de emissão de regiões H II. Possuímos um extensivo banco de dados. Catalogamos dados de aproximadamente 215 regiões H II. Destas, 60 são Galácticas, 24 das Nuvens de Magalhães e 131 são extragalácticas, em aproximadamente 970 posições diferentes. Totalizamos, assim, 23 140 intensidades de linhas de emissão catalogadas. Apesar destes números serem consideráveis, ainda há publicações que não foram catalogadas, principalmente de regiões H II extragalácticas. Estimamos, no entanto, que todas as principais publicações com tais medidas de regiões H II de nossa galáxia já façam parte do nosso banco de dados até o presente momento. Este catálogo, em sua versão final, terá seu formato baseado no de Kaler et al. (1997) para nebulosas planetárias e será disponibilizado *on-line*.
- Com o objetivo de avaliarmos os gradientes de abundâncias químicas da Galáxia, determinamos N_e e T_e dos objetos utilizando as intensidades de linhas de nosso banco de dados. Isto foi possível apenas para uma pequena fração (11/60) dos objetos catalogados na Galáxia. Tal fato deve-se a difícil observação das linhas [O III] $\lambda 4363$ e [N II] $\lambda 5755$ utilizadas para determinação da T_e . Ambas são linhas fracas, detectáveis apenas em regiões H II relativamente quentes (≥ 7000 K) e brilhantes.
- Linhas excitadas colisionalmente são exponencialmente dependentes da temperatura eletrônica e, portanto, para obtenção de estimativas confiáveis das abundâncias iônicas torna-se essencial um valor preciso da temperatura eletrônica. Variações espaciais da temperatura também podem estar presentes nas

nebulosas. É reportado na literatura que uma variação de 40% na temperatura eletrônica pode alterar a abundância por uma ordem de magnitude (Shaver et al., 1983). Tais fatos podem ser considerados como possíveis fontes de erro em nossas determinações de abundâncias.

- As abundâncias de (O/H), (S/H) e (N/H) obtidas (gráficos 3.1, 3.2 e 3.3, respectivamente) são decrescentes com o aumento do raio Galáctico. Derivamos os gradientes: $\log(\text{O}/\text{H}) + 12 = 9.14 - 0.063R$, $\log(\text{S}/\text{H}) + 12 = 7.45 - 0.063R$ e $\log(\text{N}/\text{H}) + 12 = 7.94 - 0.048R$. Nossos gradientes são consistentes com os de trabalhos anteriores recentes de regiões H II no plano Galáctico, com exceção do gradiente de (N/H) que difere significativamente de outros trabalhos.

Referências Bibliográficas

AFFLERBACH, A.; CHURCHWELL, E.; WERNER, M. W. **Astrophysical Journal**, 478: 190-205, 1997.

BENJAMIN, R. A.; SKILLMAN, E. D.; SMITS, D. P. **Astrophysical Journal**, 514: 307-324, 1999.

BEVINGTON, P. R. & ROBINSON, D. K. **Data reduction and error analysis for the physical sciences**. New York: McGraw-Hill, 1992.

BHATIA, A. K. & KASTNER, S. O. **Astrophysical Journal Supplement Series**, 96: 325-341, 1995.

BOWEN, I. S. **Astrophysical Journal**, 132: 1, 1960.

BUTLER, K. & ZEIPPEN, C. J. **Astron. Astrophys. Suppl.**, 108: 1-8, 1994.

BUTLER, K. & ZEIPPEN, C. J. **Astronomy and Astrophysics**, 208: 337-344, 1989.

CAPLAN, J.; DEHARVENG, L.; PEÑA, M.; COSTERO, R.; & BLONDEL, C. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, 311: 317-328, 2000.

DOPITA, M. A.; MASON, D. J. & ROBB, W. D. **Astrophysical Journal**, 207: 102-109, 1976.

ELLIS & MARTINSON **Phys. Scr.**, 30: 255, 1984.

ESTEBAN, C.; PEIMBERT, M.; GARCÍA-ROJAS, J.; RUIZ, M. T.; PEIMBERT, A.; RODRÍGUEZ, M. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, 355: 229-247, 2004.

ESTEBAN, C.; PEIMBERT, M.; TORRES-PEIMBERT, S.; GARCÍAS-ROJAS, J.; RODRÍGUEZ, M. **Astrophysical Journal Supplement Series**, 120: 113-129, 1999.

FAWCETT, B. C. **Atomic Data and Nuclear Data Tables**, 16: 135, 1975.

GALAVIS, M. E.; MENDOZA, C. & ZEIPPEN, C. J. **Astron. Astrophys. Suppl.**, 111: 347, 1995.

- GARCÍAS-ROJAS, J.; ESTEBAN, C.; PEIMBERT, M.; COSTADO, M. T.; RODRÍGUEZ, M.; PEIMBERT, A.; RUIZ, M. T. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, 368: 253-279, 2006.
- GARCÍAS-ROJAS, J.; ESTEBAN, C.; PEIMBERT, A.; PEIMBERT, M.; RODRÍGUEZ, M.; RUIZ, M. T. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, 362: 301-312, 2005.
- GARCÍAS-ROJAS, J.; ESTEBAN, C.; PEIMBERT, M.; RODRÍGUEZ, M.; RUIZ, M. T.; PEIMBERT, A. **Astrophysical Journal Supplement Series**, 153: 501-522, 2004.
- GARNETT, D. R. **Astronomical Journal**, 103: 1330-1337, 1992.
- HAWLEY, S. A. **Astrophysical Journal**, 224: 417-436, 1978.
- HEISE, C.; SMITH, P. L. & CALAMAI, A. G. **Astrophysical Journal**, 451: 41, 1995.
- KALER, J.; SHAW, R.; BROWNING, L. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, 109: 289-291, 1997.
- KAUFMAN, V. & SUGAR, J. **JPCRD**, 15: 321, 1986.
- KEENAN, F. P.; HIBBERT, A.; OJHA, P. C. & CONLON, E. S. **Phys. Scr.**, 48: 129, 1993.
- LAJOHN, L. & LUKE, T. **Phys. Scr.**, 47: 542, 1993.
- LENNON, D. J. & BURKE, V. M. **Astron. Astrophys. Suppl.**, 103: 273-277, 1994.
- LIU, X. -W.; STOREY, P. J.; DANZINGER, I. J.; COHEN, M. & BRYCE, M. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, 312: 585-628, 2000.
- MCLAUGHLIN, B. M. & BELL, K. L. **Astrophysical Journal**, 408: 753-757, 1993.
- MENDOZA, C. in "Planetary Nebulae", proceedings of the Symposium, London, England, August 9-13, 1982 (A83-49126 24-89). Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 1983, p. 143-172, 143, 1983.
- MENDOZA, C. & ZEIPPEN, C. J. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, 198: 127-139, 1982.
- MOORE, C. E. **Selected Tables of Atomic Spectra**, NSRDS-NBS 3, sec. 11, 1985.

- PEIMBERT, A.; PEIMBERT, M.; RUÍZ, M. T. **The Astrophysical Journal**, 634: 1056-1066, 2005.
- PEIMBERT, M. in *The Large-Scale Characteristics of the Galaxy*, IAU Symp, 84, 307, ed. Burton, W. B., Reidel, Dordrecht, Holland, 1979.
- PEIMBERT, M. & COSTERO, R. **Bol. Obs. Tonantzintla Tacubaya**, 5: 3-22, 1969.
- PEIMBERT, M.; TORRES-PEIMBERT, S. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, 179: 217-234, 1977.
- PEIMBERT, M.; TORRES-PEIMBERT, S. & RUIZ, M. T. **Rev. Mexicana Astron. Astrofis.**, 24: 155-177, 1992.
- PEQUIGNOT, D. & ALDROVANDI, S. M. V. **Astronomy and Astrophysics**, 50: 141-144, 1976.
- PRADHAN, A. K. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, 177: 31-38, 1976.
- RAMSBOTTOM, C. A.; BELL, K. L. & STAFFORD, R. P. **Atomic Data and Nuclear Data Tables**, 63: 57, 1996.
- RUDOLPH, A. L.; FICH, M.; BELL, G. R.; NORSEN, T.; SIMPSON, J. P.; HAAS, M. R.; ERICKSON, E. F. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, 162: 346-374, 2006.
- SEATON, M. J. & OSTERBROCK, D. E. **Astrophysical Journal**, 125: 66, 1957.
- SEARLE, L. **Astrophysical Journal**, 168: 327-341, 1971.
- SHAVER, P. A.; MCGEE, R. X.; NEWTON, L. M.; DANKS, A. C.; POTTASCH, S. R. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, 204: 53-112, 1983.
- SHAW, R. A. & DUFOUR, R. J. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, 107: 896-906, 1995.
- SIMPSON, J. P.; COLGAN, S. W. J.; RUBIN, R. H.; ERICKSON, E. F. & HAAS, M. R. **Astrophysical Journal**, 444: 721-738, 1995.
- SMITH, H. E. **Astrophysical Journal**, 199: 591-610, 1975.
- STASIŃSKA, G. **Astronomy and Astrophysics**, 66: 257-267, 1978.
- TSAMIS, Y. G.; BARLOW, M. J.; LIU, X. -W.; DANZIGER, I. J.; STOREY, P. J. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, 338: 687-710, 2003.
- VERNER, D. A.; VERNER, E. M. & FERLAND, G. J. **Atomic Data and Nuclear Data Tables**, 64: 1, 1996.

VÍLCHEZ, J. M.; ESTEBAN, C. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, 280: 720-734, 1996.

WIESE, W. L.; FUHR, J. R. DETERS, T. M. **JPCRD**, Monograph 7, 1996.

WILLIAMS, R. & LIVIO, M., proceedings of the Space Telescope Science Institute Symposium, held in Baltimore, Maryland May 16-18, 1994, Eds.: Robert Williams and Mario Livio, Cambridge University Press, 1995.

WRITZL, B. C. Estudo de densidade eletrônica em nebulosas planetárias. 2000. Dissertação (Mestrado em Física) – Universidade Federal de Santa Maria, Santa Maria, 2000.

ZEIPPEN, C. J.; BUTLER, K. & LE BOURLOT, J. **Astronomy and Astrophysics**, 188: 251-257, 1987.

Apêndice A

Propagação dos erros das intensidades das linhas para as razões de linhas

Apresentamos nesta seção as fórmulas específicas utilizadas para propagação dos erros das intensidades para as razões de linhas utilizadas para determinação das temperaturas e densidades eletrônicas. Essas foram derivadas através da equação proposta por Bevington & Robinson (1992):

$$\sigma_x^2 = \sigma_u^2 \left(\frac{\partial x}{\partial u} \right)^2 + \sigma_v^2 \left(\frac{\partial x}{\partial v} \right)^2 + 2\sigma_{uv} \left(\frac{\partial x}{\partial u} \right) \left(\frac{\partial x}{\partial v} \right) \quad (\text{A.1})$$

que propaga o erro de uma medida x em função de duas variáveis u e v . σ_u e σ_v são os erros nas medidas u e v , respectivamente, e σ_{uv} é o termo de covariância entre u e v que é nulo no caso de u e v serem independentes.

Os erros nas razões de linhas para cálculo da densidade eletrônica são dados pelas equações A.2, A.3, A.4, A.5, A.6.

$$\sigma_{\text{R[N I]}} = \left(\frac{I_{5198}}{I_{5200}} \right) \sqrt{\left(\frac{\sigma_{5198}}{I_{5198}} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{5200}}{I_{5200}} \right)^2} \quad (\text{A.2})$$

$$\sigma_{\text{R[O II]}} = \left(\frac{I_{3726}}{I_{3729}} \right) \sqrt{\left(\frac{\sigma_{3726}}{I_{3726}} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{3729}}{I_{3729}} \right)^2} \quad (\text{A.3})$$

$$\sigma_{\text{R[S II]}} = \left(\frac{I_{6716}}{I_{6731}} \right) \sqrt{\left(\frac{\sigma_{6716}}{I_{6716}} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{6731}}{I_{6731}} \right)^2} \quad (\text{A.4})$$

$$\sigma_{R[\text{Cl III}]} = \left(\frac{I_{5517}}{I_{5537}} \right) \sqrt{\left(\frac{\sigma_{5517}}{I_{5517}} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{5537}}{I_{5537}} \right)^2} \quad (\text{A.5})$$

$$\sigma_{R[\text{Ar IV}]} = \left(\frac{I_{4711}}{I_{4740}} \right) \sqrt{\left(\frac{\sigma_{4711}}{I_{4711}} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{4740}}{I_{4740}} \right)^2} \quad (\text{A.6})$$

Para as razões de intensidades de linhas para cálculo da temperatura eletrônica, os erros são dados pelas equações A.7, A.8, A.9, A.10, A.11, A.12, A.13.

$$\sigma_{R[\text{N II}]} = \left(\frac{I(6548 + 6583)}{I(5755)} \right) \sqrt{\left(\frac{\sigma_{6548} + \sigma_{6583}}{I(6548 + 6583)} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{5755}}{I(5755)} \right)^2} \quad (\text{A.7})$$

$$\sigma_{R[\text{O I}]} = \left(\frac{I(6300 + 6363)}{I(5577)} \right) \sqrt{\left(\frac{\sigma_{6300} + \sigma_{6363}}{I(6300 + 6363)} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{5577}}{I(5577)} \right)^2} \quad (\text{A.8})$$

$$\sigma_{R[\text{O II}]} = \left(\frac{I(3726 + 3729)}{I(7320 + 7330)} \right) \sqrt{\left(\frac{\sigma_{3726} + \sigma_{3729}}{I(3726 + 3729)} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{7320} + \sigma_{7330}}{I(7320 + 7330)} \right)^2} \quad (\text{A.9})$$

$$\sigma_{R[\text{O III}]} = \left(\frac{I(4959 + 5007)}{I(4363)} \right) \sqrt{\left(\frac{\sigma_{4959} + \sigma_{5007}}{I(4959 + 5007)} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{4363}}{I(4363)} \right)^2} \quad (\text{A.10})$$

$$\sigma_{R[\text{S II}]} = \left(\frac{I(6716 + 6731)}{I(4068 + 4076)} \right) \sqrt{\left(\frac{\sigma_{6716} + \sigma_{6731}}{I(6716 + 6731)} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{4068} + \sigma_{4076}}{I(4068 + 4076)} \right)^2} \quad (\text{A.11})$$

$$\sigma_{R[\text{S III}]} = \left(\frac{I(9069 + 9532)}{I(6312)} \right) \sqrt{\left(\frac{\sigma_{9069} + \sigma_{9532}}{I(9069 + 9532)} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{6312}}{I(6312)} \right)^2} \quad (\text{A.12})$$

$$\sigma_{R[\text{Ar III}]} = \left(\frac{I(7136 + 7751)}{I(5192)} \right) \sqrt{\left(\frac{\sigma_{7136} + \sigma_{7751}}{I(7136 + 7751)} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{5192}}{I(5192)} \right)^2} \quad (\text{A.13})$$

Apêndice B

Propagação dos erros para a abundância total

Apresentamos nesta seção as fórmulas específicas utilizadas para propagação dos erros nos ICF's e nas abundâncias totais. Essas foram derivadas, novamente, através da equação proposta por Bevington & Robinson (1992).

Hélio

$$\sigma_{\text{ICF(He)}} = \left(\frac{N(\text{S}^+)}{N(\text{S}) - N(\text{S}^+)} \right) \sqrt{\left(\frac{\sigma_{N(\text{S}^+)}\text{ICF(He)}}{N(\text{S}^+)} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{N(\text{S})}}{N(\text{S}) - N(\text{S}^+)} \right)^2} \quad (\text{B.1})$$

$$\sigma_{N(\text{He})} = N(\text{He}^+) \left(\frac{N(\text{S}^+)}{N(\text{S}) - N(\text{S}^+)} \right) \sqrt{\eta_1 + \eta_2 + \eta_3} \quad (\text{B.2})$$

$$\eta_1 = \left(\frac{\text{ICF(He)}\sigma_{N(\text{S}^+)}}{N(\text{S}^+)} \right)^2 \quad (\text{B.3})$$

$$\eta_2 = \left(\frac{\sigma_{N(\text{S})}}{N(\text{S}) - N(\text{S}^+)} \right)^2 \quad (\text{B.4})$$

$$\eta_3 = \left(\frac{N(\text{S}) - N(\text{S}^+)}{N(\text{S}^+)} \right)^2 [\text{ICF(He)}]^2 \left(\frac{\sigma_{N(\text{He}^+)}}{N(\text{He}^+)} \right)^2 \quad (\text{B.5})$$

Oxigênio

$$\sigma_{N(\text{O})} = \sqrt{(\sigma_{N(\text{O}^0)})^2 + (\sigma_{N(\text{O}^+)})^2 + (\sigma_{N(\text{O}^{++})})^2} \quad (\text{B.6})$$

Neônio

$$\sigma_{\text{ICF}(\text{Ne})} = \frac{N(\text{O})}{N(\text{O}^{++})} \sqrt{\left(\frac{\sigma_{N(\text{O})}}{N(\text{O})}\right)^2 + \left(\frac{\sigma_{N(\text{O}^{++})}}{N(\text{O}^{++})}\right)^2} \quad (\text{B.7})$$

$$\sigma_{N(\text{Ne})} = N(\text{Ne}^{++}) \frac{N(\text{O})}{N(\text{O}^{++})} \sqrt{\left(\frac{\sigma_{N(\text{O})}}{N(\text{O})}\right)^2 + \left(\frac{\sigma_{N(\text{O}^{++})}}{N(\text{O}^{++})}\right)^2 + \left(\frac{\sigma_{N(\text{Ne}^{++})}}{N(\text{Ne}^{++})}\right)^2} \quad (\text{B.8})$$

Nitrogênio

$$\sigma_{\text{ICF}(\text{N})} = \frac{N(\text{O})}{N(\text{O}^+)} \sqrt{\left(\frac{\sigma_{N(\text{O})}}{N(\text{O})}\right)^2 + \left(\frac{\sigma_{N(\text{O}^+)}}{N(\text{O}^+)}\right)^2} \quad (\text{B.9})$$

$$\sigma_{N(\text{N})} = N(\text{N}^+) \frac{N(\text{O})}{N(\text{O}^+)} \sqrt{\left(\frac{\sigma_{N(\text{O})}}{N(\text{O})}\right)^2 + \left(\frac{\sigma_{N(\text{O}^+)}}{N(\text{O}^+)}\right)^2 + \left(\frac{\sigma_{N(\text{N}^+)}}{N(\text{N}^+)}\right)^2} \quad (\text{B.10})$$

Enxofre

$$\sigma_{\text{ICF}(\text{S})} = \Upsilon \sqrt{\left(\frac{\sigma_{N(\text{O})}}{N(\text{O})}\right)^2 + \left(\frac{\sigma_{N(\text{O}^+)}}{N(\text{O}^+)}\right)^2} \quad (\text{B.11})$$

$$\sigma_{N(\text{S})} = \Xi \Upsilon \sqrt{\left(\frac{\sigma_{N(\text{O})}}{N(\text{O})}\right)^2 + \left(\frac{\sigma_{N(\text{O}^+)}}{N(\text{O}^+)}\right)^2 + \frac{\sigma_{N(\text{S}^+)}^2 + \sigma_{N(\text{S}^{++})}^2}{\Xi^2}} \Gamma \quad (\text{B.12})$$

onde:

$$\Gamma = \left\{ \left[1 - \frac{N(\text{O}^+)}{N(\text{O})} \right]^4 \left(\frac{N(\text{O}^+)}{N(\text{O})} \right)^2 [\text{ICF}(\text{S})]^6 \right\}^{-1} \quad (\text{B.13})$$

$$\Upsilon = [\text{ICF}(\text{S})]^4 \frac{N(\text{O}^+)}{N(\text{O})} \left[1 - \frac{N(\text{O}^+)}{N(\text{O})} \right]^2 \quad (\text{B.14})$$

$$\Xi = [N(\text{S}^+) + N(\text{S}^{++})] \quad (\text{B.15})$$

Cloro

- quando linhas de Cl^+ e Cl^{3+} não são observadas:

$$\sigma_{\text{ICF}(\text{Cl})} = [\text{ICF}(\text{Cl})]^2 \sqrt{\chi_{\text{S}} + \chi_{\text{O}}} \quad (\text{B.16})$$

onde:

$$\chi_S = \left(\frac{N(S^+)}{N(S)} \right)^2 \left[\left(\frac{\sigma_{N(S)}}{N(S)} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{N(S^+)}}{N(S^+)} \right)^2 \right] \quad (\text{B.17})$$

e

$$\chi_O = \left(\frac{N(O^{++})}{N(O)} \right)^2 \left[\left(\frac{\sigma_{N(O)}}{N(O)} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{N(O^{++})}}{N(O^{++})} \right)^2 \right] \quad (\text{B.18})$$

$$\sigma_{N(\text{Cl})} = [\text{ICF}(\text{Cl})]^2 N(\text{Cl}^{++}) \sqrt{\chi_S + \chi_O + \left(\frac{\sigma_{N(\text{Cl}^{++})}}{N(\text{Cl}^{++})[\text{ICF}(\text{Cl})]} \right)^2} \quad (\text{B.19})$$

- quando apenas linhas de Cl^+ não são observadas, temos:

$$\sigma_{\text{ICF}(\text{Cl})} = [\text{ICF}(\text{Cl})]^2 \sqrt{\chi_S} \quad (\text{B.20})$$

e

$$\sigma_{N(\text{Cl})} = [\text{ICF}(\text{Cl})]^2 [N(\text{Cl}^{++}) + N(\text{Cl}^{3+})] \sqrt{\chi_S + \chi_{\text{Cl}}} \quad (\text{B.21})$$

onde

$$\chi_{\text{Cl}} = \frac{\sigma_{N(\text{Cl}^{++})}^2 + \sigma_{N(\text{Cl}^{3+})}^2}{[N(\text{Cl}^{++}) + N(\text{Cl}^{3+})]^2 [\text{ICF}(\text{Cl})]^2} \quad (\text{B.22})$$

Argônio

$$\sigma_{\text{ICF}(\text{Ar})} = [\text{ICF}(\text{Ar})]^2 \frac{N(\text{O}^+)}{N(\text{O})} \sqrt{\left(\frac{\sigma_{N(\text{O})}}{N(\text{O})} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{N(\text{O}^+)}}{N(\text{O}^+)} \right)^2} \quad (\text{B.23})$$

$$\sigma_{N(\text{Ar})} = [N(\text{Ar}^{++}) + N(\text{Ar}^{3+})] \Theta \sqrt{\left(\frac{\sigma_{N(\text{O})}}{N(\text{O})} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_{N(\text{O}^+)}}{N(\text{O}^+)} \right)^2 + \Omega} \quad (\text{B.24})$$

onde:

$$\Theta = [\text{ICF}(\text{Ar})]^2 \frac{N(\text{O}^+)}{N(\text{O})} \quad (\text{B.25})$$

$$\Omega = \left(\frac{N(\text{O})}{N(\text{O}^+)} \right)^2 \frac{\sigma_{N(\text{Ar}^{++})}^2 + \sigma_{N(\text{Ar}^{3+})}^2}{[N(\text{Ar}^{++}) + N(\text{Ar}^{3+})]^2 [\text{ICF}(\text{Ar})]^2} \quad (\text{B.26})$$