



Tese de Doutorado

GRADIENTES DE ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS EM GALÁXIAS ESPIRAIS

Oli Luiz Dors Junior

PPGFis

Santa Maria, RS, Brasil

2006

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA MARIA

Tese de Doutorado

GRADIENTES DE ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS EM GALÁXIAS ESPIRAIS ‡

Oli Luiz Dors Junior

Tese realizada sob a orientação do Prof. Dr. Marcus Vinicius Fontana Copetti, apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física da UFSM em preenchimento final dos requisitos para a obtenção do grau de Doutor em Física.

Santa Maria
2006

‡Trabalho parcialmente financiado pela CAPES.

Conteúdo

1	Introdução	8
1.1	Galáxias espirais	8
1.2	Gradientes de abundâncias	10
1.2.1	Gradientes de abundâncias extragalácticos	10
1.2.2	Gradientes de abundâncias galácticos	13
1.3	Modelos de evolução química	14
1.3.1	Modelo de caixa fechada	16
1.3.2	Modelos químico-dinâmicos e não axissimétricos	19
1.4	Galáxias em aglomerados	24
1.5	Objetivos e motivação deste trabalho	26
2	Determinação de abundâncias químicas em regiões H II	29
2.1	Introdução	29
2.1.1	Determinação de gradientes pelo método direto	30
2.1.2	Determinação de gradientes por calibrações empíricas	32

2.2	Modelos de fotoionização	35
3	Gradientes de abundâncias em uma amostra de galáxias isoladas	38
3.1	Procedimento de modelagem	39
3.2	Gradientes de abundâncias em M 101	42
3.3	Gradientes de abundâncias em NGC 1365	49
3.4	Gradientes de abundâncias em NGC 925	55
3.5	Gradientes de abundâncias em NGC 1073	60
3.6	Discussão	63
4	Segregação de abundâncias em espirais no aglomerado de Virgem	72
4.1	Introdução	72
4.2	Modelos de fotoionização	77
4.2.1	Procedimento de modelagem	77
4.2.2	Incertezas e unicidade dos modelos	78
4.3	Resultados	80
4.4	Comparação com modelos de evolução química	84
5	Conclusão	90
6	Problemas e Perspectivas futuras	92
	Bibliografia	94
A	Tabelas	104

B Artigos publicados

109

Agradecimentos

Agradeço, de forma geral, a todas as pessoas que colaboraram para a realização deste trabalho e em particular:

- Ao professor Marcus V. F. Copetti, pela sua paciência e idéias neste período e à professora Maria Inês M. Copetti, por dar infraestrutura a este trabalho;
- Ao professor Alex A. Schmidt pela sua ajuda sempre indispensável;
- Aos meus colegas e amigos Ângela, Vinícius & Paula, Rogério e Luziane, por suas colaborações, discussões e presenças nos vários seminários;
- À minha mãe, vó, pai & Maria Elena e à mana, por tudo que fizeram;
- Aos meus amigos Mateus & Cíntia, Frida (Minero) & Fernanda, Barin, João Pedro, Laura, Jaisso & Cris, Chico, Bú, Jobim, Camila, Dédora, Saurin, Medeiros, Frazzon, e todos outros, pela amizade nestes longos anos, pela ajuda nos momentos difíceis que passei e pelos ensinamentos que tive com vocês;
- Ao Lar de Joaquina, que prestou apoio e orientação;
- A Deus, que me iluminou e sempre esteve comigo quando precisei.

Agradeço à CAPES pelo apoio financeiro.

“Celebrar a vida é somar amigos, experiências e conquistas, dando-lhes sempre algum significado.”

(Marcelo Cavalcanti)

Resumo

Nós usamos modelos de fotoionização com o objetivo de derivar gradientes de abundâncias de O/H, N/O e S/O em três galáxias espirais barradas isoladas (NGC 1365, NGC 925, NGC 1073) e em nove galáxias espirais (NGC 4501, NGC 4571, NGC 4689, NGC 4254, NGC 4321, NGC 4654, NGC 4303, NGC 4651, NGC 4713) no aglomerado de Virgem. Nossas previsões para O/H mostraram-se consistentes com algumas determinações de abundância empíricas, mas elas estão superestimadas por um fator de 0.1-0.4 dex quando comparadas a medidas diretas de abundâncias. Para NGC 1365, nossos modelos não indicaram nenhuma quebra de gradientes, resultado sugerido por trabalhos anteriores. Em NGC 925, apesar do valor constante do indicador de oxigênio $R_{23} = ([\text{O II}]\lambda 3727 + [\text{O III}]\lambda 4949 + \lambda 5007)/\text{H}\beta$ para distâncias galactocêntricas $R > 6.0$ kpc, nossos modelos não mostraram nenhuma presença de quebra nos gradientes de abundâncias. NGC 1073 parece ser superabundante em nitrogênio comparada a outras espirais. Nenhum gradiente de S/O foi encontrado nas galáxias estudadas, e nós derivamos um gradiente positivo na temperatura da estrela ionizante das nebulosas T_{eff} de $\Delta T_{\text{eff}}/\Delta R = (400 \pm 112)$ K kpc $^{-1}$ e o parâmetro de ionização U variando de $-3.0 < \log U < -2.3$. O diagrama de N/O vs. O/H derivado de nossos modelos para galáxias isoladas é consistente com modelos de evolução química que assumem que a síntese do nitrogênio tem componentes primários e secundários, em relação ao oxigênio. Entretanto, uma forte dependência de N/O com O/H a altas metalicidades foi encontrada. Nossos modelos indicam que galáxias próximas ao núcleo do aglomerado de Virgem são superabundantes em O/H, N/O e S/O por aproximadamente 0.25 dex em comparação àquelas localizadas na periferia. Com uma exceção, modelos com limites superiores de massa estelar de $M_u = 30\text{-}40 M_{\odot}$ e idade do aglomerado ionizante de 1.5 a 2.5 milhões de anos foram capazes de reproduzir os dados observacionais. Modelos de evolução química indicam que a escala de tempo de colapso de regiões internas de galáxias próximas ao núcleo de Virgem é maior que o de galáxias localizadas nas posições intermediárias e periféricas do aglomerado, o que pode ser devido ao denso ambiente existente no núcleo desse aglomerado de galáxias.

Abstract

We used photoionization models in order to derive O/H, N/O, and S/O abundance gradients in three isolated barred spiral galaxies (NGC 1365, NGC 925, NGC 1073) and in nine spiral galaxies (NGC 4501, NGC 4571, NGC 4689, NGC 4254, NGC 4321, NGC 4654, NGC 4303, NGC 4651, NGC 4713) in the Virgo cluster. Our O/H predictions were found to be consistent with some empirical abundance determinations, but are overestimated by a factor of 0.1-0.4 dex when compared to the direct abundance measures. For NGC 1365, our models indicate no abundance break, result suggested in previous works. In NGC 925, despite the flattening in the $R_{23} = ([\text{O II}]\lambda 3727 + [\text{O III}]\lambda 4949 + \lambda 5007)/\text{H}\beta$ oxygen indicator at galactocentric distances $R > 6.0$ kpc, our model results did not show any presence of an oxygen abundance break. NGC 1073 seems to be overabundant in nitrogen compared to other spiral galaxies. No gradient of S/O was found in the studied galaxies, and we derived a positive gradient for the ionizing star temperatures of the nebulae T_{eff} of $\Delta T_{\text{eff}}/\Delta R = (400 \pm 112)$ K kpc $^{-1}$ and the logarithmic of the ionizing parameter $\log U$ ranging from -3.0 to -2.3 . The N/O vs. O/H diagram derived from our results for isolated galaxies is in general consistent with chemical evolution models that assume that the nitrogen synthesis has both a primary and a secondary component compared to oxygen. However, a very strong N/O dependence on the O/H at high abundances was found. Our models indicate that galaxies near to the core of the Virgo cluster are overabundant in O/H, N/O, and S/O by about 0.25 dex in comparison to the ones at the periphery. With one exception, models with upper stellar mass limit of $M_u = 30\text{-}40 M_{\odot}$ and age of the ionizing star cluster ranging from 1.5 to 2.5 Myr were able to reproduce the observational data. Chemical evolution models indicate that the collapse time-scale for the inner regions of the galaxies near to the Virgo core is larger than the one in galaxies located at the intermediate and peripheral positions in the cluster, what can be due to the dense environment existing in the Virgo cluster core.

Capítulo 1

Introdução

1.1 Galáxias espirais

Galáxias espirais são assim chamadas porque apresentam braços que as fazem ter uma estrutura em espiral. Elas são formadas por um núcleo central e um disco que contém os braços espirais. A formação de estrelas ocorrem em uma maior taxa no núcleo galáctico e, uma vez que todo gás interestelar foi rapidamente consumido, as estrelas não mais são formadas nele. Logo, as populações estelares do núcleo são bem mais velhas que as do disco. Em volta da galáxia, existe um halo com densidade de estrelas muito menor que a do resto da galáxia. No halo, encontram-se preferencialmente aglomerados estelares globulares, enquanto que aglomerados abertos são mais encontrados ao longo do disco. Neste, devido à existência de gás interestelar, existem diversas regiões de formação estelar. Nestas regiões, encontram-se estrelas jovens e massivas, capazes de ionizar o gás em volta delas, produzindo, assim, as nebulosas de emissão, chamadas regiões H II, que observamos.

Galáxias espirais são classificadas morfológicamente, segundo Hubble, em duas

categorias:

- espirais não barradas - subdivididas em Sa , Sb e Sc ;
- espirais barradas - subdivididas em SBa , SBb e SBc .

Algumas galáxias que apresentam disco, núcleo e halo, mas são desprovidas de braços, são chamadas de galáxias SO ou lenticulares.

No Universo, algumas galáxias não se encontram isoladas, mas em aglomerados de galáxias. Por exemplo, o aglomerado de Coma (mostrado na Fig. 1.1) possui milhares de galáxias.

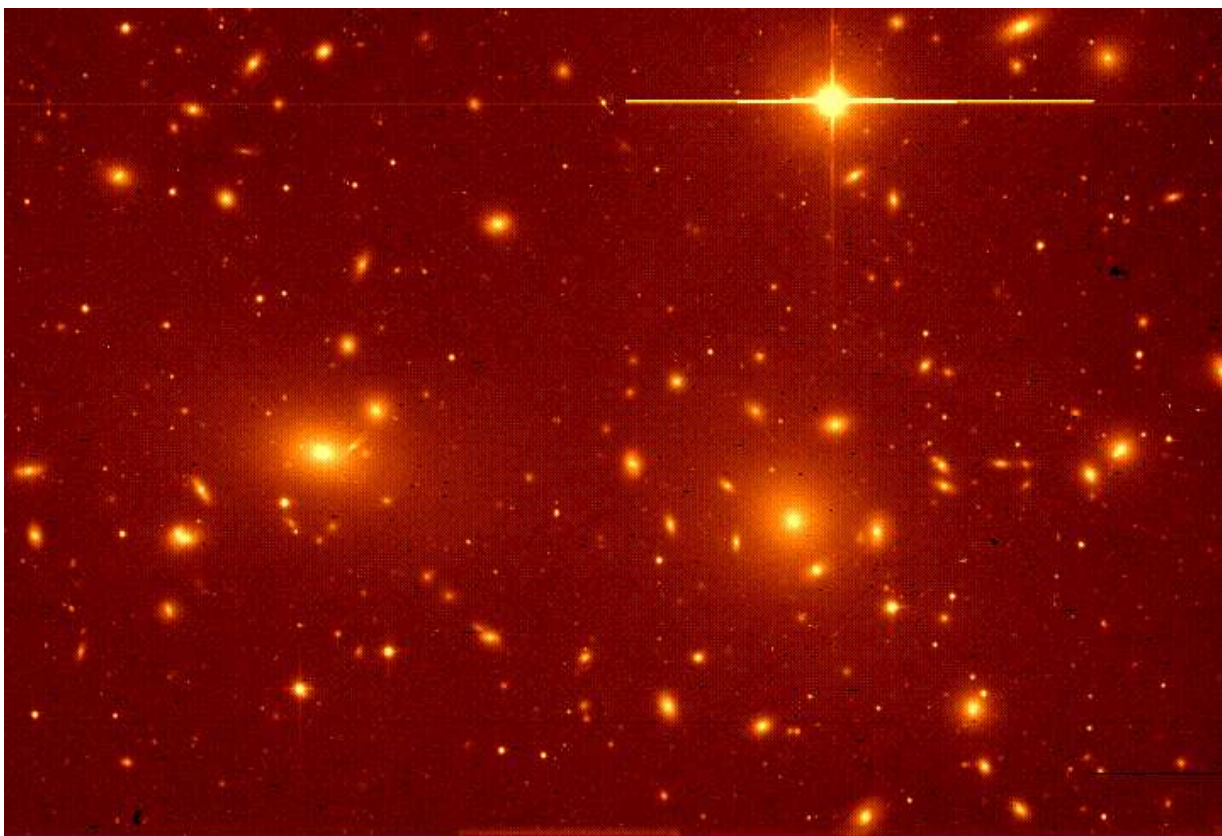


Figura 1.1: Aglomerado de galáxias de Coma

1.2 Gradientes de abundâncias

Gradientes de abundâncias em discos de galáxias espirais possuem um importante papel em estudos de formação e evolução galáctica. Devido as suas proeminentes linhas de emissão espectrais, em relação a $H\beta$, as regiões H II são objetos muito utilizados em semelhantes estudos. Nas seções subseqüentes apresentamos como foi descoberto, pelo uso de observações de regiões H II, gradientes de abundâncias extragalácticos e Galácticos.

1.2.1 Gradientes de abundâncias extragalácticos

O estudo de gradientes de abundâncias começou com o trabalho pioneiro de Aller (1942), que fez estimativas da intensidade de linhas de emissão de regiões H II na galáxia espiral M 33. Aller (1942) encontrou que a razão de linhas $[O III]\lambda 5007/H\beta$ é maior em regiões H II localizadas nas partes mais externas de M 33 do que nas mais internas. Ele interpretou erroneamente de sua observação que a maior parte do oxigênio está simplesmente ionizado e que as estrelas ionizantes das regiões externas possuem uma temperatura maior que a das internas, causando, assim, o gradiente de $[O III]/H\beta$ observado. Entretanto, nesta época, muitos valores de parâmetros atômicos não estavam estimados, bem como as técnicas utilizadas por Aller (1942) não eram suficientemente precisas para a obtenção de resultados confiáveis.

Até o trabalho de Searle (1971), este assunto ficou praticamente inexplorado. Searle (1971) realizou um estudo espectrofotométrico de regiões H II localizadas em seis galáxias espirais, confirmando, assim, a tendência da razão $[O III]\lambda 5007/H\beta$ aumentar com o raio galáctico. Ele reproduziu as intensidades das linhas observadas usando modelos analíticos e encontrou que a abundância do nitrogênio em relação ao oxigênio (N/O), bem como O/H e N/H, diminui com o aumento do raio galáctico. Uma vez que o oxigênio é um dos principais elementos refrigerantes em nebulosas, a variação da intensidade da linha $[O III]\lambda 5007$ com o raio galáctico é atribuída, em maior parte, à variação da abundância de O/H. Isto faz regiões H II mais internas

em galáxias espirais possuem temperatura eletrônica menor do que as regiões localizadas nas partes mais externas. Infelizmente os dados observacionais de Searle (1971) não produziram determinações precisas de abundância, uma vez que estas só podem ser obtidas com a detecção de linhas sensíveis à temperatura eletrônica T_e , tal como a linha $[\text{O III}]\lambda 4363$.

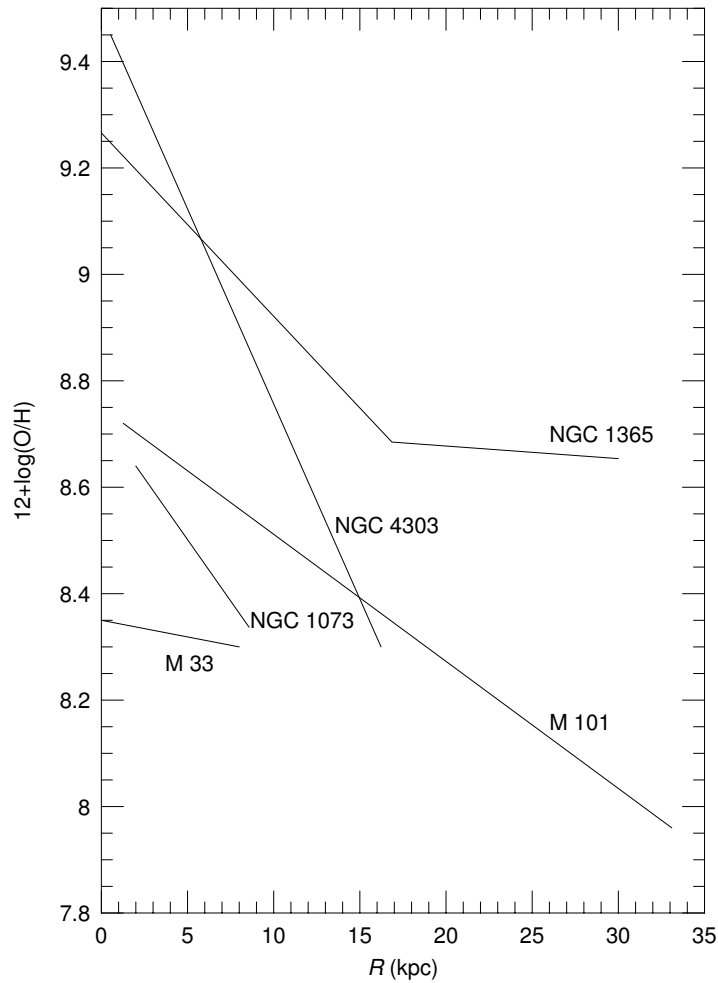


Figura 1.2: Gradientes de abundância para algumas galáxias em espiral.

A confirmação da existência de gradientes de abundâncias foi feita por Smith (1975), que detectou $[\text{O III}]\lambda 4363$ em uma amostra de nebulosas nas galáxias espirais M 101 e M 33. Smith (1975) encontrou que: (i) O/H diminui por aproximadamente

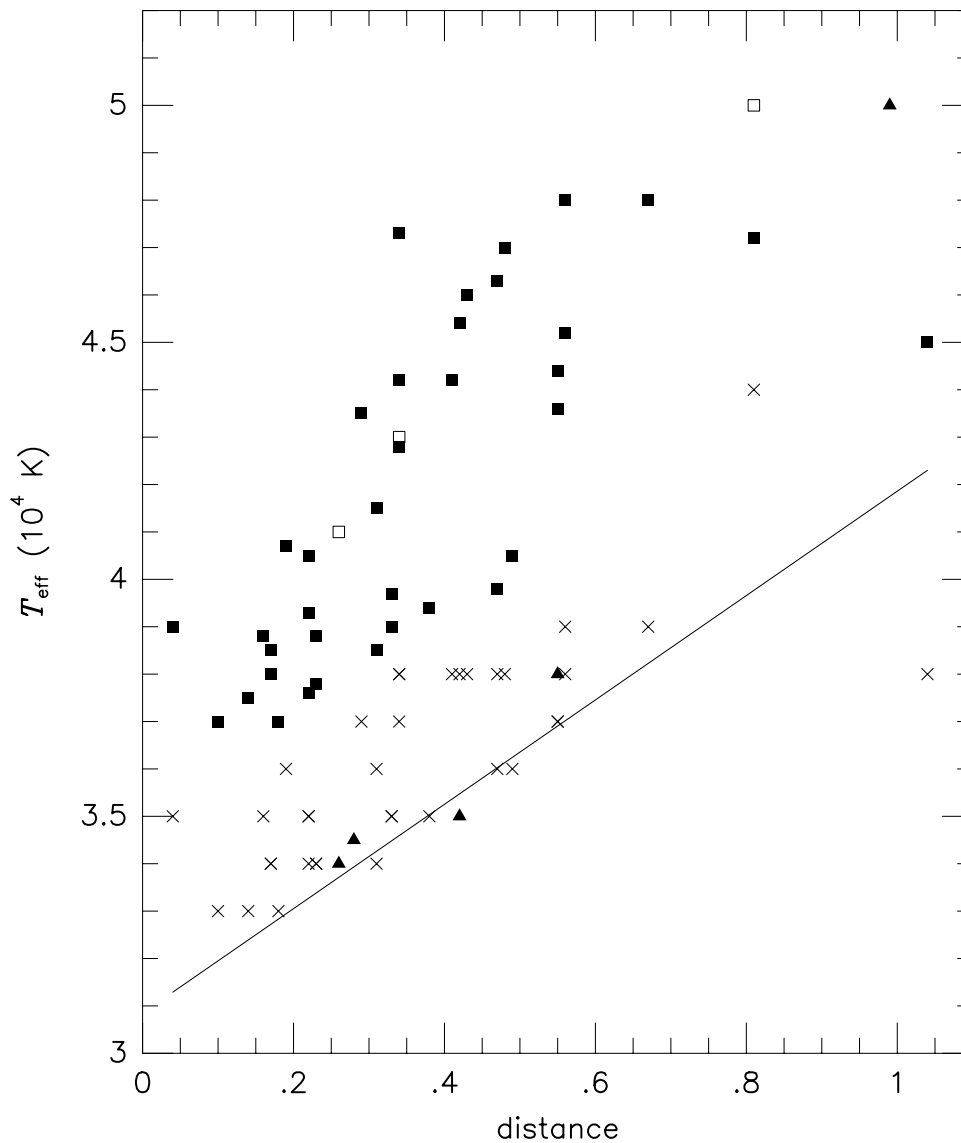


Figura 1.3: T_{eff} vs. distância galactocêntrica (em unidades de raio de Holmberg) para regiões H II em M101. T_{eff} derivados de (■) R via modelos LTE de Kurucz (1991), (×) R via modelos de atmosfera NLTE CoStar (Schaerer et al. 1996) e Munich (Paudrach et al. 1998), (□) Evans (1986) usando os modelos LTE de Hummer & Mihalas (1970), (▲) Vilchez & Pagel (1988) usando modelos NLTE de Mihalas (1972). A linha sólida representa o gradiente derivado por Henry & Howard (1995). Figura retirada de Dors & Copetti (2003).

um fator de 10 através dos discos galácticos analisados; (ii) N/O decresce por um fator de 4 nas regiões internas em relação às externas; e (iii) Ne/O e S/O são constantes ao longo dos discos galácticos. Na figura 1.2 mostramos gradientes de O/H retirados da literatura e obtidos usando regiões H II para algumas galáxias espirais. Podemos notar que os gradientes diferem consideravelmente quanto a forma e intensidade. A causa destas discrepâncias será discutida nos capítulos posteriores.

Juntamente com a descoberta de gradientes de abundâncias em galáxias espirais, descobriu-se que também existe uma variação sistemática da temperatura das estrelas ionizantes de regiões H II com a distância galactocêntrica. Isto foi primeiro sugerido por Shields & Tinsley (1976), que derivaram este resultado mediante a análise da variação na largura equivalente de H β observada por Searle (1971). Uma relação simples entre temperatura efetiva da estrela ionizante T_{eff} e abundância de oxigênio foi derivada por Campbell (1988) e é dada por

$$\log(T_{\text{eff}}) = -0.177 \log(\text{O}/\text{H}) + 4.019. \quad (1.1)$$

Esta relação entre T_{eff} e metalicidade depende fortemente do modelo de atmosfera que adotamos, como mostram Stasińska & Schaerer (1997) e Dors & Copetti (2003), bem como do método que utilizamos para determinar O/H. Na figura 1.3 está mostrada a distribuição de temperatura efetiva da estrela ionizante de nebulosas em M 101, obtida por Dors & Copetti (2003), usando uma calibração entre $R = [\text{O II}]\lambda\lambda 3726 + 3729 / [\text{O III}]\lambda 5007$ e T_{eff} , como também a obtida por outros autores. A discrepância entre o gradiente de T_{eff} obtido com modelos de atmosfera LTE e não LTE é claramente vista.

1.2.2 Gradientes de abundâncias galácticos

No final dos anos 70 a existência de gradientes de abundâncias extragalácticos estava bem estabelecida, entretanto, para a nossa galáxia, pouco se sabia sobre a existência de similares gradientes. Podemos dizer que estudos de gradientes de

abundâncias Galácticas usando regiões H II começou no trabalho de Peimbert (1979), que obteve medidas diretas de abundância para 18 regiões H II. Entretanto, estes objetos se encontravam na faixa restrita de distâncias galactocêntricas de 8 a 14 kpc. No trabalho pioneiro de Shaver et al. (1983), que utilizou determinações de temperatura obtidas por observações em rádio e medidas de linhas de emissão no ótico para calcular O/H, aumentou o número de determinações de abundâncias em regiões H II galácticas para 33. Um outro estudo de gradientes de abundâncias galácticas foi o de Afflerbach et al. (1997), que utilizaram observações de regiões H II compactas no infravermelho, obtendo estimativas de O/H para 34 nebulosas na variação galactocêntrica de 0 a 14 kpc. Deharveng et al. (2000) mediu a abundância de O/H diretamente para seis regiões H II na faixa de distância galactocêntrica de 6.6-17.7kpc. Eles encontraram um gradiente um pouco menos inclinado que o derivado por Shaver et al. (1983). Mais recentemente, Pilyugin et al. (2003) compilou medidas de linhas de emissão de regiões H II galácticas e recalculou o gradiente de O/H de uma forma homogênia aplicando o método- P (veja capítulo 2). A figura 1.4 mostra os resultados das estimativas de O/H para a Via Láctea obtidas pelos autores citados anteriormente. Podemos notar que embora os dados de Shaver et al. (1983) e Peimbert (1979) concordam entre si, estes diferem das estimativas de Pilyugin et al. (2003a) e Afflerbach et al. (1997). A causa da discrepância entre gradientes obtidos por diferentes métodos será discutida nos capítulos posteriores.

1.3 Modelos de evolução química

Diversos modelos têm sido construídos ao longo dos anos com o objetivo de entender a evolução e formação de discos de espirais. Semelhantes modelos foram inicialmente construídos para entender a origem de gradientes de abundâncias observados em nossa galáxia, como, por exemplo, os modelos de Lynden-Bell (1975), Tinsley (1980), Clayton (1987, 1988) e Sommer-Larsen & Yoshii (1989). Estes modelos têm sido calibrados e aplicados para estudar outras galáxias (e.g. NGC 3471, NGC 4194, NGC 4775), como os modelos de Boissier & Prantzos (2000).

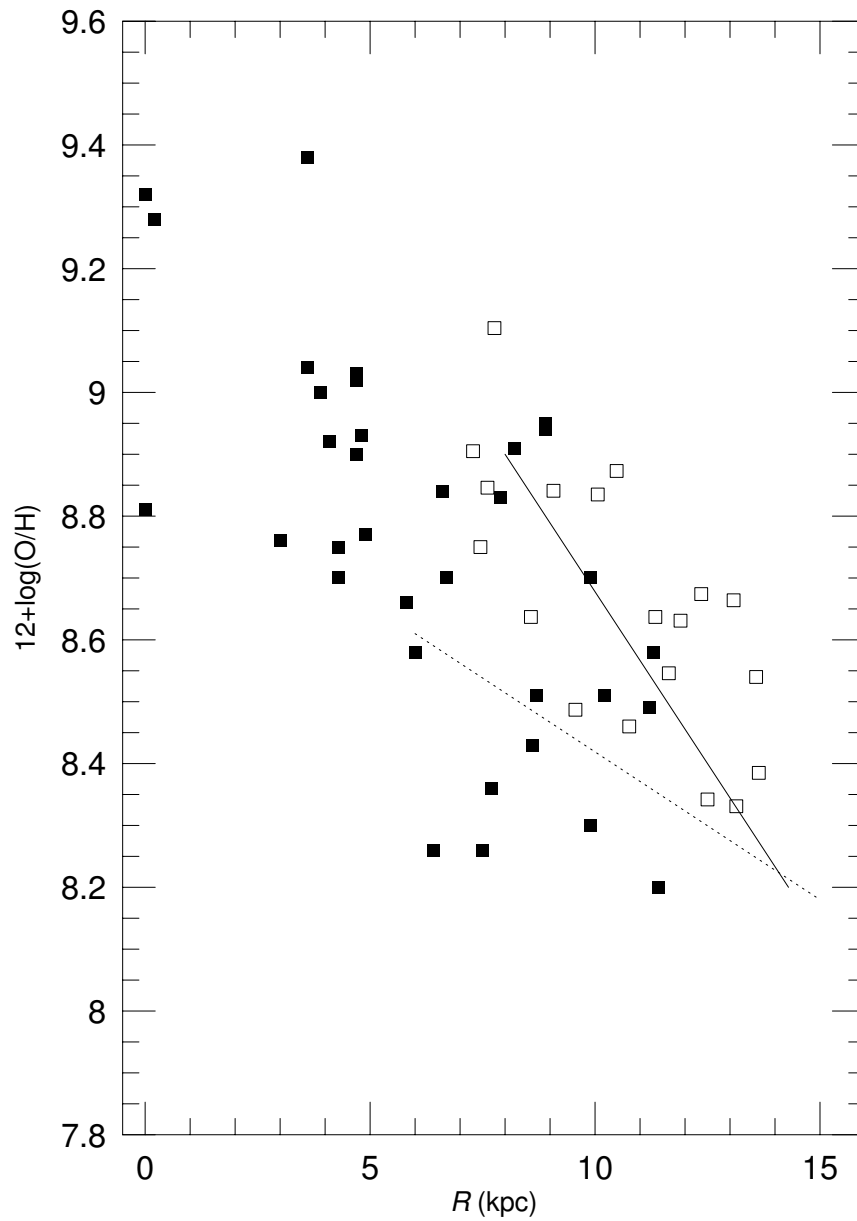


Figura 1.4: Gradiente de oxigênio para a Via Láctea. Os quadrados cheios e vazios representam as estimativas de abundâncias obtidas por Afferbach et al. (1997) e Shaver et al. (1983), respectivamente. A reta contínua representa uma regressão linear dos dados de Peimbert (1979), enquanto que a reta pontilhada representa uma regressão linear dos dados de Pilyugin et al. (2003a).

1.3.1 Modelo de caixa fechada

O modelo mais simples que podemos usar para entender como se formam gradientes de abundâncias em galáxias espirais é o modelo de caixa fechada (Schmidt 1963; Talbot & Arnett 1971). Neste modelo temos a galáxia como sendo um sistema fechado com massa M , ou seja, processos de retirada ou acreção de matéria não são considerados. Considerando a massa de gás e estrelas em um tempo t dadas por $g(t)$ e $s(t)$ respectivamente, temos

$$g(t) + s(t) = M. \quad (1.2)$$

Assumindo reciclagem instantânea, ou seja, todos os processos envolvendo evolução estelar, nucleossíntese e reciclagem são instantâneos comparados ao tempo de evolução galáctica, temos

$$dg = -ds, \quad (1.3)$$

e a abundância interestelar de um elemento Z_x dada por

$$Z_x = y_x \ln \mu^{-1}, \quad (1.4)$$

sendo $\mu = g/M$ a fração de massa de gás e y_x o produto de um elemento x por unidade de massa gerado pela síntese estelar. O termo y_x tem sido calculado por vários autores, como, por exemplo, Arnett (1978), Maeder (1992), Woosley & Weaver (1995) e Gavilan et al. (2005). Este produto é ejetado no meio interestelar após estrelas na seqüência principal evoluírem para nebulosas planetárias ou supernovas. A fração de massa de gás é calculada por $\mu = (\sigma_{\text{HI}} + \sigma_{\text{H}_2})/\sigma_D$. A densidade superficial de massa σ_{HI} é obtida por observações em rádio da linha de recombinação do hidrogênio em 21 cm, a densidade de σ_{H_2} é obtida pela medidas de linhas de emissão da molécula de CO e um fator de conversão de CO em H₂ (e.g. Warmels 1988) e, por fim, σ_D pode ser calculada utilizando a curva de rotação galáctica (McCall 1982).

Uma vez que estrelas não nascem isoladas, mas em aglomerados de estrelas, e

estas são responsáveis pela produção de y_x , em modelos de evolução química temos que conhecer como ocorre o processo de formação estelar. Estudos têm mostrado que aglomerados estelares se formam segundo uma distribuição de massa ou função inicial de massa (IMF), representada a partir deste ponto por $\xi(M)$. A IMF descreve a distribuição de massa estelar sobre a seqüência principal de uma amostra de estrelas em um dado tempo. O número de estrelas dN formadas entre as massas M e $M + dM$ é dado por

$$dN = N_T \xi(M) dM, \quad (1.5)$$

sendo N_T o número total de estrelas formadas em um intervalo de tempo t . Escrevendo $\xi(M)$ como uma lei de potência

$$\xi(M) = CM^{-(1+\alpha)}. \quad (1.6)$$

fazendo a seguinte normalização

$$\int_{M_{inf}}^{M_{sup}} \xi(M) dM = 1, \quad (1.7)$$

obtemos

$$C = \alpha \left(\frac{M_{inf}^\alpha M_{sup}^\alpha}{M_{sup}^\alpha - M_{inf}^\alpha} \right). \quad (1.8)$$

Os parâmetros M_{sup} e M_{inf} representam os limites superiores e inferiores de massa estelar da distribuição, respectivamente. Muitos autores tem investigado o valor do expoente α e a sua possível variação com a metalicidade. Entretanto, a suposição que α é universal e igual a 1.35, valor derivado no trabalho pioneiro de Salpeter (1955), parece ser a mais aceita.

Apenas como exemplificação vamos construir um modelo de caixa fechada para a galáxia espiral M 33 (NGC 598) utilizando a equação 1.3. Vamos utilizar os valores de $\ln \mu$ de Shields et al. (1991) e y_x para os elementos O, N, S de Woosley & Weaver (1995), considerando que o enriquecimento químico é resultado da evolução de um

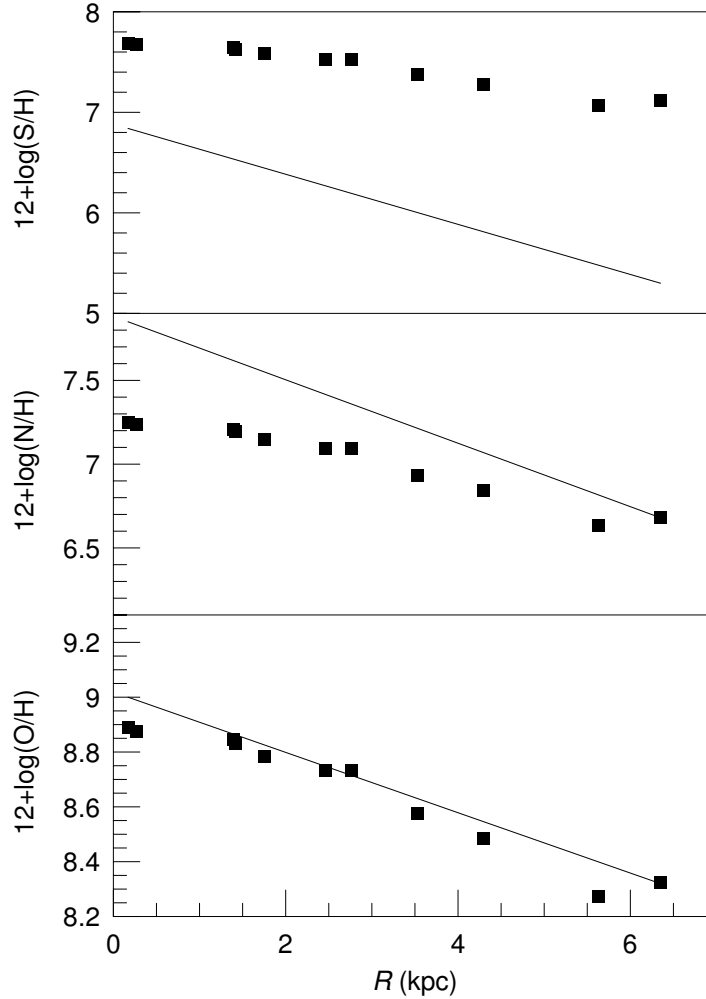


Figura 1.5: Gradientes de abundâncias em M33. Os pontos representam valores de abundâncias preditos por um modelo de caixa fechada (veja texto). As retas representam ajustes lineares em estimativas de abundâncias obtidas pelo uso de observações de regiões H II por Vilchez et al. (1988).

aglomerado hipotético formado com $M_{sup} = 13 M_{\odot}$ e com $Z = Z_{\odot}$. Na figura 1.5 podemos ver nossos resultados de abundância ao longo do disco de M33. Também são mostrados gradientes de abundâncias obtidos usando observações de regiões H II por Vilchez et al. (1988). Podemos ver que o modelo de caixa fechada ajusta bem as estimativas de abundância para o oxigênio; entretanto, o mesmo não ocorre para o nitrogênio e enxofre. Modelos construídos considerando reciclagem instantânea

parecem funcionar apenas para elementos cuja síntese é puramente primária, não sendo o caso do N e S. Outro fator importante são as incertezas em modelos de síntese estelar na produção de N e S (Pilyugin et al. 2003; Garnett 1989).

1.3.2 Modelos químico-dinâmicos e não axissimétricos

Modelos mais sofisticados que os de caixa fechada, os quais consideram a influência de processos dinâmicos na evolução de galáxias espirais, processos de retirada e acreção de gás, estrutura em espiral, (e.g. Mishurov et al. 2002, Friedli & Benz 1993, 1995, Vollmer et al. 2001, Molla & Diaz 2005) têm sido construídos ao longo dos anos e parecem reproduzir bem um grande número de gradientes de abundâncias, como, por exemplo, gradientes bimodais derivados em algumas espirais barradas (e.g. Roy & Walsh 1997; Martin & Roy 1995) bem como em espirais localizadas em aglomerados (e.g. Pilyugin et al. 2002).

Modelo de Molla & Diaz

No modelo de evolução química de multifase de Molla & Diaz (2005), que embora também considere a galáxia como um sistema fechado de massa M , processos dinâmicos são levados em consideração, gerando assim uma aproximação mais realística do que o modelo de caixa fechada produz. Neste modelo, cada galáxia é descrita como um sistemas de duas zonas: disco e halo. A distribuição radial de massa $M(R)$, sendo R a distância galactocêntrica e $V(R)$ a velocidade de rotação para uma distância R , é calculada conforme a curva de rotação de Persic et al. (1996) que pode ser escrita na forma

$$M(R) = 2.35 \times 10^5 RV^2(R), \quad (1.9)$$

com $M(R)$ em unidades de $10^9 M_\odot$, R em kpc e $V(R)$ em km/s. Cada disco galáctico é dividido em regiões cilíndricas concêntricas, com o raio R e o número de divisões dado pela massa total M . Inicialmente a massa M de gás difuso da protogaláxia

colapsa e forma o bojo; após o gás cai sobre o plano equatorial e forma o disco. Quando o gás encontra-se no disco, ele forma estrelas em dois passos: (i) o gás difuso forma gás molecular, e (ii) o gás molecular forma estrelas. Uma vez que estrelas se formam, estas evoluem e “morrem”, ejetando matéria para o meio interestelar através de supernovas de tipo I e II e nebulosas planetárias. Os modelos de evolução estelar utilizados por Molla & Diaz (2005) são os de estrelas massivas (de 11 a 40 M_{\odot} e $Z_{\odot}/10 < Z < Z_{\odot}$) de Woosley & Weaver (1995) e para estrelas de massas baixa e intermediária, os de Gavilán et al. (2005).

Nos modelos de Molla & Diaz (2005) o tempo de colapso τ para formar o disco depende da massa total da galáxia M , com esta dependência dada por

$$\tau \approx M_9^{-1/2} T_9, \quad (1.10)$$

sendo M_9 a massa galáctica em unidades de $10^9 M_{\odot}$ e T_9 a idade da galáxia em unidade de 10^9 anos. As galáxias são consideradas com idades de 13.2×10^9 anos. Molla & Diaz (2005) obtém a constante de proporcionalidade da Eq. 1.10 utilizando uma normalização em relação ao tempo de colapso da Via Láctea para um raio característico $R_c = R_{opt}/2 = 6.5$ kpc, sendo R_{opt} o raio ótico (raio que corresponde a 83 % da luz integrada total da galáxia) e uma idade na vizinhança solar de aproximadamente 8×10^9 anos. Assim, a Eq. 1.10 pode ser escrita na forma

$$\tau_c = 4[M_{VL}/M_{gal}]^{1/2}, \quad (1.11)$$

sendo τ_c o tempo de colapso para o raio R_c de uma galáxia com massa M_{gal} e M_{VL} a massa da Via Láctea. Utilizando as Eqs. 1.9 e 1.10, obtemos que o tempo de colapso varia com a distância galactocêntrica na forma $\tau_c \approx R^{-1/2}$. Isto nos mostra que as partes internas do disco se formam em um tempo de escala menor do que as externas, produzindo, assim, um enriquecimento de elementos químicos maior em pequenos raios galácticos. Neste cenário, gradientes de abundâncias são naturalmente produzidos como podemos ver na figura 1.6, onde estão os valores de abundâncias ao longo do raio para uma galáxia com massa $M = 2.2 \times 10^{12} M_{\odot}$, preditos pelos modelos de Molla & Diaz (2005).

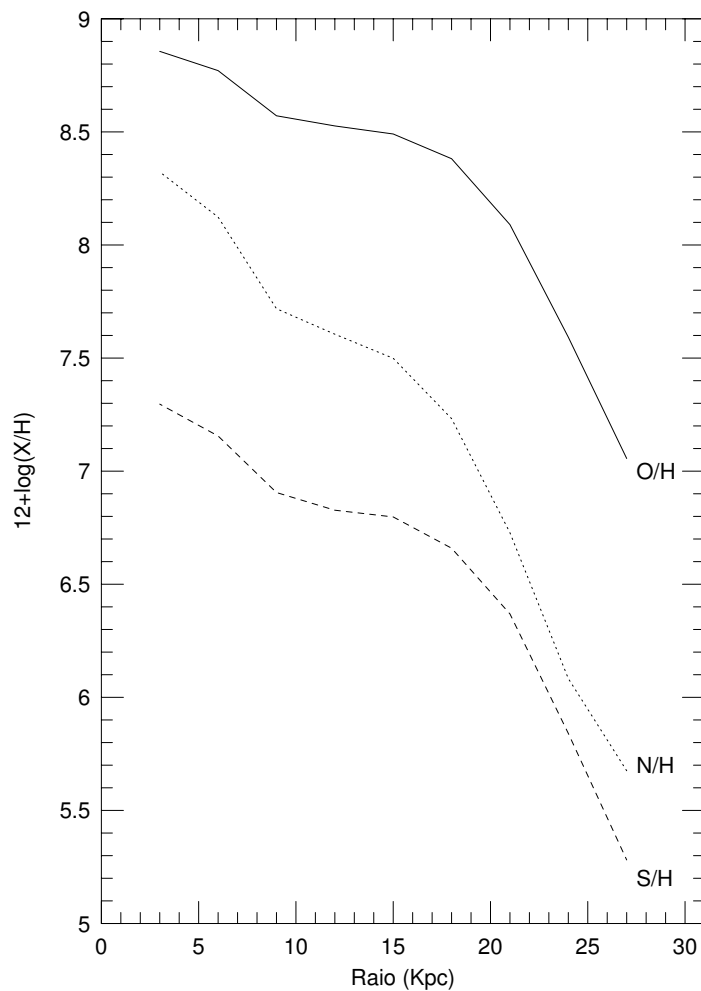


Figura 1.6: Gradientes de abundância para uma galáxia com massa $M \approx 10^{12} M_{\odot}$, preditos por Molla & Diaz (2005).

Uma característica importante nos modelos de Molla & Diaz (2005) que surge diretamente da Eq. 1.10 é que galáxias de baixa massa tendem a formar seu disco mais lentamente que galáxias com maior massa, em contradição com o cenário de formação hierárquica do universo, o qual prevê que objetos menos massivos se formam em uma escala de tempo menor que a dos mais massivos. No capítulo 4 aplicamos o modelo acima para analisarmos gradientes de abundância em uma amostra de galáxias espirais.

Modelo de Mishurov, L epine e Acharova

O modelo desenvolvido por Mishurov, L epine e Acharova (Mishurov et al. 2002) considera a influ encia da corotação sobre a evolução química de uma galáxia. Este modelo tem sido utilizado para explicar, por exemplo, o comportamento bimodal do gradiente de oxigênio obtido por observações espectroscópicas de Cefeidas por Andrievsky et al. (2004, veja Acharova et al. 2005). Este modelo se baseia em uma modificação no modelo de evolução galáctica de Haywood et al. (1997) e   descrito pela equação:

$$\mu_g \frac{\partial Z}{\partial t} = P_Z \psi + f(Z_f - Z) - \mu_g \mu \frac{\partial Z}{\partial R} + \frac{1}{R} \frac{\partial}{\partial R} (\mu_g D \frac{\partial Z}{\partial R}), \quad (1.12)$$

sendo μ_g a densidade superficial de gás, Z a abundância de um dado elemento, ψ a taxa de formação estelar, P_Z a fração de massa de um dado elemento reciclado e ejetado por estrelas que se formaram após a primeira geração, μ velocidade radial do gás, f a taxa de acresção de gás dentro do disco com abundância Z_f , t o tempo, R a distância galactocêntrica e D o coeficiente de dilu o de matéria devido a explosões de supernovas, ventos galácticos e estelares, etc. Com o objetivo de levar em consideração os efeitos dos braços espirais e corotação sobre o enriquecimento químico no disco de espirais, Mishurov et al. (2002) consideram ψ em função da velocidade de rotação do disco galáctico $\omega(R)$ e da onda de densidade responsável pela formação dos braços espirais ω_P . A taxa de formação ψ na equação 1.12   dada por

$$\psi = C \mu_g^k |\omega(R) - \omega_P|, \quad (1.13)$$

sendo que C representa algumas constantes consideradas por Mishurov et al. (2002), e $k \approx 1$. O raio R onde ambas as velocidades coincidem   chamado raio de corotação R_C , ou seja, $\omega(R_C) = \omega_P$. Podemos ver que em $R = R_C$ a taxa de formação estelar atinge um valor mínimo e após começa a crescer com o aumento do raio galáctico, gerando assim um comportamento distinto do gradiente de abundância entre regiões galácticas internas e externas ao raio de corotação.

Modelo de Friedli & Benz

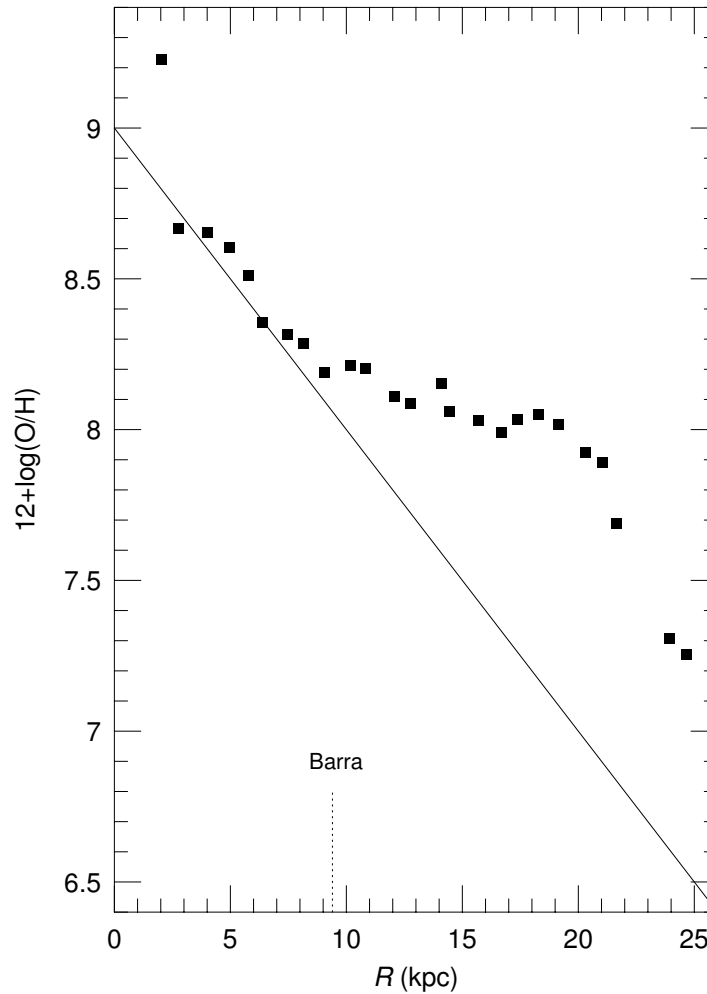


Figura 1.7: Gradiente de abundância para uma galáxia barrada. Os pontos indicam valores de abundância após 10^9 anos da formação da barra. A reta contínua representa o gradiente inicial da galáxia sem barra. A linha tracejada indica o raio galactocêntrico que a barra termina. Figura retirada de Friedli et al. (1994)

Aproximadamente dois terços de galáxias espirais apresentam barras (Sellwood & Wilkinson 1993; Block & Wainscoat 1991). Muitos estudos têm sido feitos para estudar a influência de barras sobre a evolução química de galáxias espirais. Não só o disco de uma galáxia pode ser afetado pela presença de barras, mas também

seu núcleo. Uma vez que existe um fluxo de gás ao longo da barra, este gás pode ser enviado a regiões centrais sendo uma fonte para “alimentar” núcleos starburst (Considère et al. 2000) ou núcleos ativos (Shlosman 1992)

Friedli & Benz (1993, 1995) fizeram simulações numéricas tridimensionais usando um código SPH (Smooth Particle Hydrodynamics) com o objetivo de estudar a evolução química de galáxias barradas. Vamos considerar os resultados deste modelo apresentados por Friedli et al. (1994). A barra é considerada formar-se após a formação da galáxia, o que parece uma boa suposição, desde que barras são produzidas de instabilidades entre o gás e estrelas. Vamos considerar que uma barra surge em uma galáxia com um gradiente inicial de oxigênio de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.8 - 0.1R/R_o$, sendo $R_o = 4.34$ kpc. A barra inicialmente induz um forte fluxo de gás ao longo de sua extensão, gerando assim um aumento na taxa de formação estelar e conseqüentemente um enriquecimento de elementos químicos, tornando o gradiente mais inclinado para regiões internas ($R < 1$ kpc). Esse fluxo de gás provoca, também, uma homogeneização de abundância nas regiões externas à barra. Isto é mostrado na figura 1.7. A medida que a barra envelhece, a tendência é o gradiente se tornar menos inclinado que o inicial, sem a presença da barra. Uma correlação tem sido encontrada por Martin & Roy (1994) entre a razão eixo/barra b/a , sendo b o raio da galáxia e a o raio da barra, e a inclinação do gradiente de oxigênio. Martin & Roy (1994) encontraram que a inclinação do gradiente diminui com a diminuição de b/a , ou seja, galáxias fortemente barradas tendem a exibir gradientes menos inclinados de abundância. Modelos de Friedli et al. (1993) parecem confirmar esta correlação.

1.4 Galáxias em aglomerados

Galáxias localizadas em aglomerados parecem estar sujeitas à influência do ambiente denso existente no núcleo destes. Estudos observacionais (e.g. Chamaraux et al. 1980, Cayatte et al. 1990) têm mostrado que galáxias que se encontram em ambientes densos possuem uma deficiência de gás em relação às isoladas. Esta deficiência

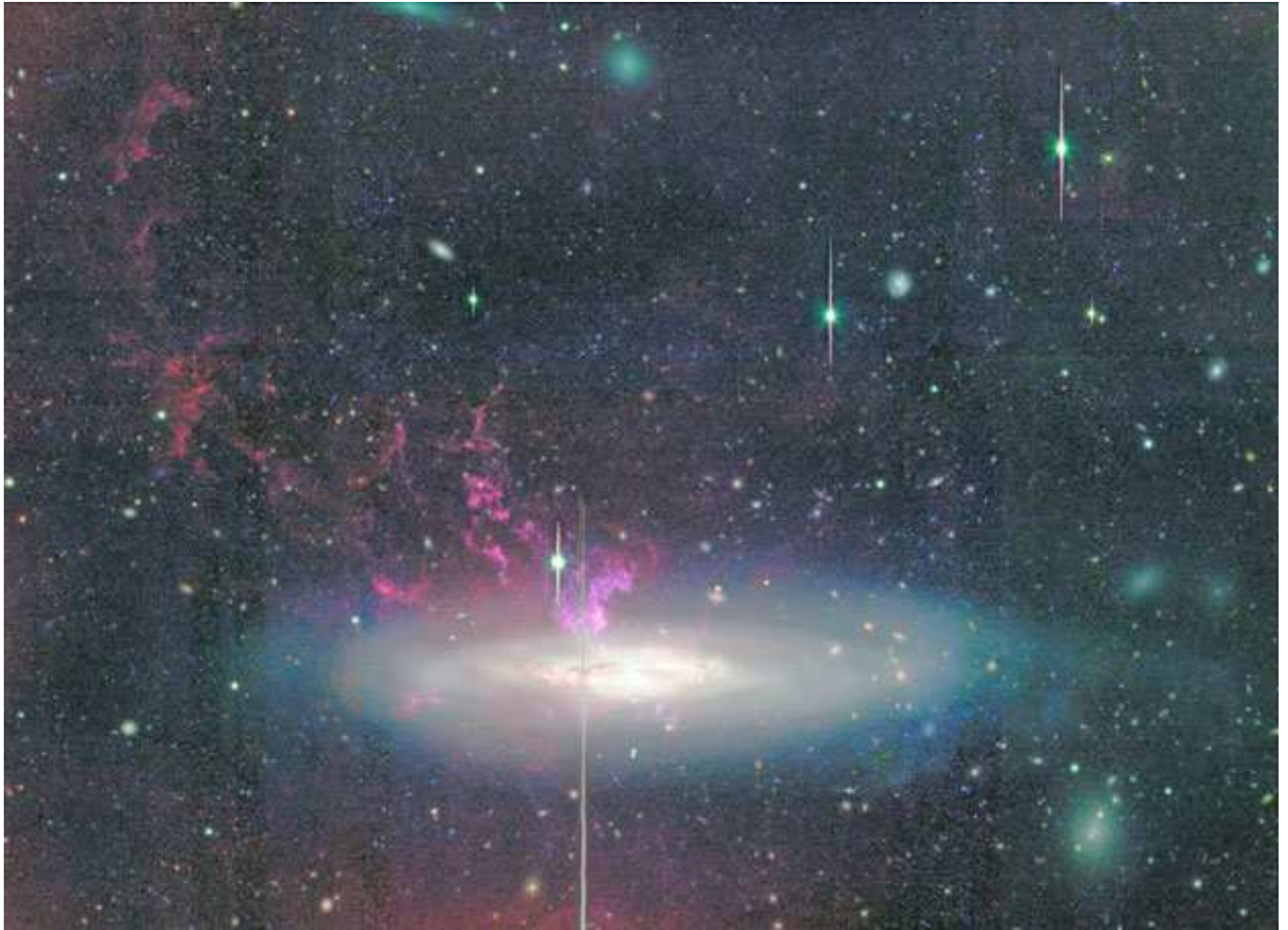


Figura 1.8: Imagem da espiral NGC 4388 localizada no aglomerado de Virgem obtida por fotometria com um filtro centrado em $H\alpha$ por Yoshida et al. (2002). O gás na cor vermelha representa emissão em $H\alpha$. Figura retirada de [http : //antwrp.gsfc.nasa.gov/apod/ap020603.html](http://antwrp.gsfc.nasa.gov/apod/ap020603.html).

de gás é mais pronunciada nas partes externas dos discos galácticos (Cayatte et al. 1990). O principal mecanismo invocado para explicar esta deficiência é a “pressão de retirada de gás”, sugerida inicialmente por Gunn & Gott (1972). De fato, resultados de simulações de N-corpos feitas por Vollmer et al. (2001) mostraram que a “pressão de retirada de gás” é responsável pelo déficit de gás em galáxias espirais no aglomerado de Virgem, uma vez que eles reproduziram as concentrações de hidrogênio

neutro obtidas por observações de linhas de recombinação de HI em espirais neste aglomerado. A influência da pressão de retirada de gás sobre uma galáxia, segundo Vollmer et al. (2001), é fortemente dependente da órbita da galáxia e de sua inclinação em relação ao aglomerado, no sentido que galáxias com órbitas que as fazem passar no centro de um aglomerado e que possuem seus discos paralelos ao plano do aglomerado sofrem uma maior retirada de gás que as em condições diferentes. Na figura 1.8 mostramos um exemplo do efeito da “pressão de retirada de gás” sobre a espiral NGC 4388 no aglomerado de Virgem. Podemos ver o gás retirado do disco galáctico cobrindo uma extensão de aproximadamente 30 kpc, sendo que a ionização deste gás pode ser devido a radiação oriunda do núcleo ativo desta galáxia.

O mais importante efeito da retirada de gás devido a “pressão de retirada de gás” é sobre a formação estelar em galáxias em aglomerados. Vollmer et al. (2001) concluíram que ocorre um aumento na taxa de formação estelar para pequenas distâncias galactocêntricas quando uma galáxia passa pelo centro de um aglomerado. Este resultado foi comprovado por Koopmann & Kenney (2004) por observações fotométricas nos filtros R e $H\alpha$ de galáxias espirais no aglomerado de Virgem e para uma amostra de galáxias de campo. Estes autores encontraram que, embora a taxa de formação estelar líquida em espirais no aglomerados seja inferior a das isoladas, para regiões internas do disco, a taxa de formação estelar nas galáxias em Virgem é aproximadamente quatro vezes superior que das de campo. O gás intergaláctico denso pode também aumentar o tempo de queda de gás existente no halo que irá formar o disco galáctico (veja capítulo 4). Tanto este processo de retardo de queda de gás, quanto a “pressão de retirada de gás” fazem com que galáxias localizadas no núcleo de aglomerados possuam abundâncias químicas de elementos pesados superiores as das que se situam na periferia.

1.5 Objetivos e motivação deste trabalho

Neste trabalho, propomos reproduzir as distribuições radiais de intensidades de linhas de emissão em três galáxias espirais barradas isoladas (NGC 1365, NGC 925,

NGC 1073) e em nove galáxias espirais localizadas no aglomerado de Virgem (NGC 4501, NGC 4571, NGC 4651, NGC 4654, NGC 4689, NGC 4254, NGC 4303, NGC 4321). Estas galáxias possuem seus gradientes de abundância desconhecidos ou em conflito na literatura.

Em relação às galáxias isoladas, os principais problemas são os seguintes:

- Para NGC 1365, Roy & Walsh (1997) encontraram uma quebra no gradiente de O/H, o que foi contestado por Pilyugin (2003). Alloin et al. (1981) derivaram razões de N/O constantes ao longo do raio desta galáxia, o que não é usual para a maioria de espirais e está em conflito com resultados derivados por Pilyugin et al. (2004). O gradiente de S/O nesta galáxia é desconhecido até o momento.
- Para NGC 925, o gradiente observado no indicador de abundância de oxigênio $R_{23} = ([\text{O II}]\lambda 3727 + [\text{O III}]\lambda 4949 + \lambda 5007) / H\beta$ pode indicar uma quebra no gradiente de O/H ainda não reportada na literatura.
- Em NGC 1073, o gradiente de N/O é também desconhecido.

Para as galáxias no aglomerado de Virgem, os principais problemas são:

- Shields et al. (1991) e Skillman et al. (1996) encontraram que galáxias localizadas no centro do aglomerado são mais abundantes em O/H que as localizadas na periferia. Eles atribuíram tal segregação de abundância ao fato de que o ambiente denso existente no núcleo do aglomerado diminui a escala de tempo da queda de gás no disco galáctico. Entretanto, Pilyugin et al. (2002) encontraram que algumas galáxias isoladas tiveram sua evolução química similar às galáxias localizadas no núcleo de Virgem, o que nos faz pensarmos que galáxias não sofrem modificações químicas quando localizadas em aglomerados.
- Muitas das galáxias em Virgem possuem gradientes de S/O desconhecidos.

Para abordar os problemas apresentados acima, utilizamos modelos de fotoionização com objetivo de reproduzir intensidades médias de linhas de emissão em

certos raios galácticos (no caso de espirais isoladas) e também de nebulosas individuais (no caso de espirais no aglomerado de Virgem). Uma vez feito isto, obtemos seus gradientes de O/H, N/O e S/O, bem como de outros parâmetros físicos das regiões H II, como a temperatura da estrela ionizante, limite superior de massa estelar do aglomerado ionizante e o parâmetro de ionização. No caso do aglomerado de Virgem, utilizamos modelos de evolução química para interpretar os gradientes de abundância derivados.

Capítulo 2

Determinação de abundâncias químicas em regiões H II

Neste capítulo, apresentamos alguns métodos utilizados para determinações de abundâncias químicas em regiões H II, bem como uma discussão sobre as suas vantagens e incertezas.

2.1 Introdução

Muitos tipos de objetos podem ser usados para determinarmos os gradientes de abundâncias em uma galáxia espiral. Os principais são: remanescentes de supernova (Dopita et al. 1980; Smith et al. 1993), estrelas B supergigantes (Monteverde et al. 1997, 2000; Urbaneja et al. 2003), aglomerados estelares (Ma et al. 2004; Tiede et al. 2004), nebulosas planetárias (Maciel et al. 2005) e regiões H II (Kennicutt et al. 2003). As regiões H II, devido às suas proeminentes linhas de emissão e sua fácil observação mesmo em galáxias distantes, são os objetos mais utilizados na determinação de gradientes de abundância. Entretanto, os vários métodos utilizados para determinações de tais gradientes possuem suas limitações e incertezas, fazendo

com que distintos gradientes sejam derivados por diferentes métodos, como veremos a seguir.

2.1.1 Determinação de gradientes pelo método direto

Determinações confiáveis de abundância têm sido atribuídas àquelas obtidas por meio de medidas da temperatura eletrônica (T_e) em nebulosas ionizadas, usando linhas excitadas colisionalmente sensíveis à T_e , como, por exemplo, a razão de linhas [O III]($\lambda 4959 + \lambda 5007$)/ $\lambda 4363$. Uma vez que a temperatura eletrônica é medida, a abundância de um elemento em um certo estágio de ionização X^i em relação ao hidrogênio pode ser obtida por (Osterbrock 1989):

$$\frac{N_{X^i}}{N_{H^+}} = \frac{I_{\lambda_{nn'}}}{I_{H\beta}} \frac{h(\nu_{n'} - \nu_n) q_{nn'}(T_e, Ne) b}{j_{H\beta}}, \quad (2.1)$$

sendo que $q_{nn'}$ é a taxa de excitação colisional de elétrons do nível n para o nível n' , $\lambda_{nn'}$ é o comprimento de onda da linha gerada pelo decaimento radioativo entre esses níveis, $h(\nu_{n'} - \nu_n)$ é a diferença de energia entre o nível n' e n , $j_{H\beta}$ é o coeficiente de emissão da linha do hidrogênio $H\beta$, e b é o fator de desvio do equilíbrio termodinâmico ($b=1$ para o equilíbrio termodinâmico).

Para obtermos a abundância total de um elemento qualquer X , é necessário somar as abundâncias de todos os seus estágios de ionização. Se todos os estágios de ionização de um elemento fossem observados, teríamos:

$$N(X) = \sum_{j=0}^i X^j = X^0 + X^1 + X^2 + \dots + X^i. \quad (2.2)$$

Entretanto, como comumente ocorre, nem todos os estágios de ionização de um elemento apresentam linhas de emissão na faixa espectral que estamos trabalhando; portanto, não podemos obter diretamente a abundância do elemento nesses estágios. Nesses casos, usamos os fatores de correção de ionização (ICF). Para os elementos analisados neste trabalho, os mais comuns ICFs utilizados são:

$$\frac{\text{O}}{\text{H}} = \frac{\text{O}^+}{\text{H}} + \frac{\text{O}^{++}}{\text{H}},$$

$$\frac{\text{O}}{\text{N}} = \frac{\text{O}^+}{\text{N}^+}.$$

Para o enxofre, o ICF é bem mais complexo do que para o oxigênio e o nitrogênio. O ICF mais utilizado para determinações de S/H é o derivado por Stasińska (1978) e French (1981) e dado por

$$\frac{\text{S}^+ + \text{S}^{++}}{\text{S}} = \left[1 - \left(1 - \frac{\text{O}^+}{\text{O}}\right)^\alpha\right]^{1/\alpha},$$

com α entre 2 e 3.

Podemos ver que a abundância de um determinado íon relativa ao hidrogênio pode ser obtida a partir da intensidade relativa de suas linhas de emissão e da medida da temperatura eletrônica e da densidade na nebulosa. Linhas sensíveis à T_e são fracas em nebulosas com alta metalicidade ou baixa excitação, comuns em pequenos raios galácticos. Isto faz com que linhas como [O III] λ 4363 sejam medidas somente em objetos com metalicidades inferiores à solar (e.g. van Zee et al. 1998). Com a utilização de grandes telescópios, linhas também sensíveis a T_e , mas formadas por íons em menores estágios de ionização, tais como [N II] λ 5755, estão sendo medidas em objetos de baixa excitação (e.g. Castellanos et al. 2002; Kennicutt et al. 2003; Garnett et al. 2004; Bresolin et al. 2005). Contudo, estas medidas têm revelado que as regiões H II mais internas em galáxias espirais possuem abundâncias inferiores ou iguais à solar, levando gradientes de abundância a possuírem inclinações menores que os gradientes derivados por modelos de evolução química ou métodos indiretos. O problema é que esta amostra de objetos atualmente é ainda muito pequena e o método de determinação via T_e poder ser incerto, pelo menos para o regime de alta metalicidade. Stasińska (1978, 2002, 2005) e Garnett (1992) mostraram que, em nebulosas de alta metalicidade, grandes gradientes de temperatura são encontrados, ocasionando que linhas sensíveis à temperatura sejam emitidas em regiões nebulares

internas (próximas às estrelas ionizantes) com alta temperatura, tornando o valor derivado de T_e não representativo para a nebulosa inteira. Este fato faz com que, em regiões H II com alta metalicidade, as determinações de abundâncias sejam subestimadas. Um outro fator que também afeta determinações diretas de abundância em nebulosas ricas em metais é que, para $12+\log(\text{O}/\text{H})>9.0$, contribuições devido à recombinação de linhas proibidas tornam-se significativas, fazendo determinações de T_e por estas linhas inexatas (Stasińska 2002, 2005).

Um resultado que dá suporte à idéia de gradientes de temperatura eletrônica é o de que abundâncias derivadas de linhas de recombinação, pouco dependentes de T_e , são maiores que as obtidas via linhas proibidas por aproximadamente 0.2 dex (Ruiz et al. 2003). O problema de quais linhas de emissão, proibidas ou permitidas, são mais confiáveis para fornecer valores de abundâncias representativos em nebulosas tem sido assunto de constantes investigações (e.g. Liu et al. 2000, 2001, 2004; Tsamis et al. 2003). Logicamente, gradientes de abundâncias derivados de linhas de recombinação e linhas excitadas colisionalmente diferem em grau considerável, mas abundâncias via linhas permitidas ainda são raras para objetos extragaláticos.

As incertezas na aplicação dos ICFs apresentados anteriormente, principalmente para o enxofre, também encontram-se em debate (e.g. Garnett 1989, Kennicutt et al. 2003), principalmente pelo fato de que linhas do íon S^{++} não estão disponíveis em muitas observações, uma vez que elas devem ser observadas no infravermelho próximo (i.e. $[\text{S III}]\lambda 9069+\lambda 9532$).

2.1.2 Determinação de gradientes por calibrações empíricas

Quando linhas sensíveis à temperatura eletrônica não são detectadas, métodos indiretos podem ser usados para a determinação de abundâncias. Um dos métodos mais usados através dos anos é o proposto por Pagel et al. (1979), pelo qual a abundância do oxigênio pode ser estimada a partir da observação de somente linhas fortes deste elemento, mais precisamente, a partir da razão $R_{23} = ([\text{O II}]\lambda 3727 + [\text{O III}]\lambda 4949 + \lambda 5007)/\text{H}\beta$. Diversas calibrações do índice R_{23} têm sido propostas

ao longo dos anos (e.g. Edmunds & Pagel 1984; Kobulnicky et al. 1999; Pilyugin (2001); Kewley & Dopita 2002; Peimbert & Peimbert 2005) e discrepâncias em estimativas de O/H usando o mesmo conjunto de dados e diferentes calibrações têm sido encontradas (veja Kennicutt & Garnett 1996; Pindao et al. 2002).

Na figura 2.1 algumas calibrações de O/H versus R_{23} propostas desde o trabalho pioneiro de Pagel et al. (1979), como também medidas diretas determinadas por Bresolin et al. (2004), Kennicutt et al. (2003), Castellanos et al. (2002), Rayo et al. (1982), Torres-Peimbert et al. (1989) e van Zee et al. (1998) são mostradas. As calibrações de Edmunds & Pagel (1984) e Kobulnicky et al. (1999) foram feitas usando modelos de fotoionização, enquanto que a calibração de Pilyugin (2001) baseia-se em uma relação entre O/H obtido via T_e e as razões de linhas R_{23} e $P = ([\text{O III}]\lambda 4949 + \lambda 5007)/\text{H}\beta/R_{23}$. Esta calibração é chamada de método- P e é descrita pela equação

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = \frac{R_{23} + 54.2 + 59.45 P + 7.31 P^2}{6.07 + 6.71 P + 0.37 P^2 + 0.243 R_{23}}. \quad (2.3)$$

Podemos ver na Fig. 2.1 a tendência de modelos de fotoionização superestimarem O/H para um dado valor de R_{23} em relação a medidas diretas e ao método- P por aproximadamente 0.3 dex. Para objetos com muito baixa excitação ($\log R_{23} < 0.5$), vemos que valores preditos de O/H tendem a ser menores em calibrações mais recentes (veja capítulo 3). A concordância entre estimativas diretas de O/H e via método- P é explicada por Pilyugin (2001). Segundo este autor, o acordo existe porque o método- P leva em consideração o grau de excitação de regiões H II através do parâmetro P , o que não acontece com o uso de R_{23} .

Um problema que resulta em usarmos o método- P e calibrações que utilizam a razão R_{23} reside no fato de que, como podemos notar na figura 2.1, para abundâncias próximas a $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.2$ ou $\log R_{23} \approx 1$, estas fornecem valores ambíguos de O/H para um valor fixo de R_{23} . Isto levou alguns autores, como, por exemplo, Zaritsky (1992), Scowen et al. (1992), Vila-Costas & Edmunds (1992) e Roy & Walsh (1997) a derivarem erroneamente uma quebra no gradiente de O/H em um

determinado raio galactocêntrico para algumas galáxias espirais. Este fato foi notado por Kennicutt & Garnett (1996) e Pilyugin (2003).

Sobre gradientes diferenciais de abundância (e.g. Ar/O, N/O, S/O), somente para as razões N/O e S/O foi desenvolvido até então um método para derivar suas abundâncias usando apenas linhas fortes destes elementos. Pagel et al. (1992) mostrou que a razão N/O pode ser obtida pelas expressões

$$N/O = N^+/O^+ \quad (2.4)$$

e

$$\log(N^+/O^+) = \log \frac{I_{[N II]\lambda 6548 + \lambda 6584}}{I_{[O II]\lambda 3726 + \lambda 3729}} + 0.307 - \frac{0.726}{t_2} - 0.02 \log t_2, \quad (2.5)$$

sendo t_2 a temperatura em 10^4 K na zona nebular que se encontra o íon N^+ . O termo t_2 pode ser obtido por uma calibração com o índice R_{23} por Pagel et al. (1979) e Alloin et al. (1982), ou pela expressão (Garnett 1992)

$$t_2 = 0.7 t_3 + 0.3, \quad (2.6)$$

sendo t_3 a temperatura em 10^4 K na zona nebular que se encontra o íon O^{++} e que pode se obtida por (Pilyugin 2001)

$$t_3 = \frac{R_{23} + 3.09 + 7.05 P + 2.87 P^2}{9.09 + 11.86 P + 7.05 P^2 - 0.583 R_{23}}. \quad (2.7)$$

O uso do método- P para calcular a razão N/O descrito por Pilyugin et al. (2003) consiste em derivar esta razão de abundância utilizando as Eqs. (2.5), (2.6) e (2.7). Para a razão S/O, citamos o trabalho recente de Pérez-Montero et al. (2006), os quais calibraram S/O com a razão de linhas $S_{23} = ([S II]\lambda\lambda 6716, 6731 + [S III]\lambda\lambda 9069, 9532)/H\beta$. Os outros gradientes diferenciais (e.g. Ar/O, Ne/O) apenas podem ser derivados empiricamente via modelos de fotoionização (e.g. Henry et al. 1992).

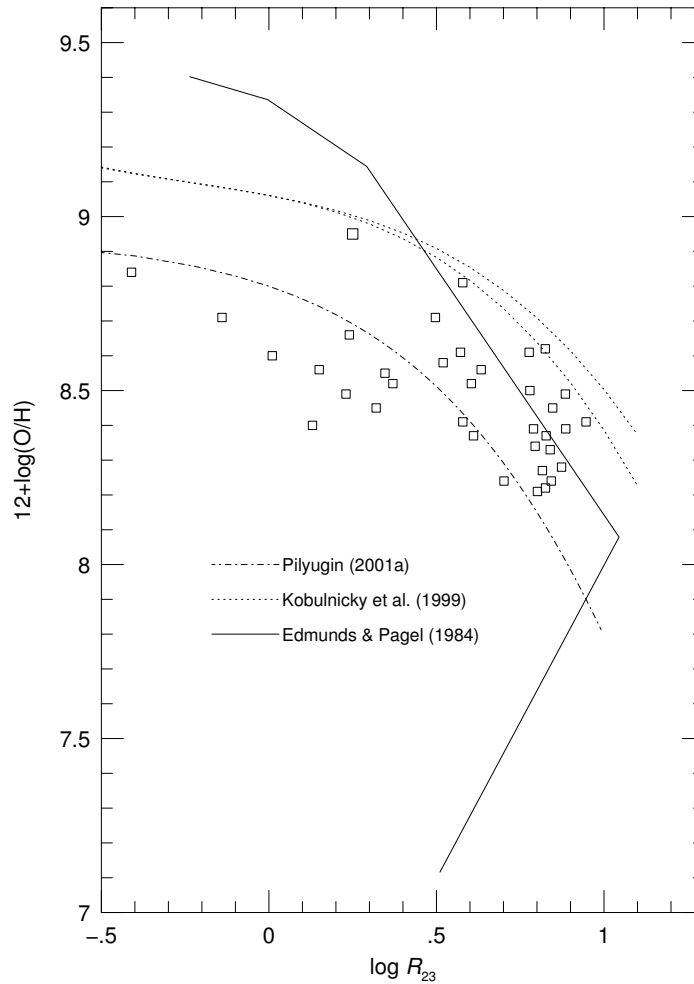


Figura 2.1: Calibrações do índice $R_{23} = ([\text{O II}]\lambda 3727 + [\text{O III}]\lambda 4949 + \lambda 5007)/\text{H}\beta$ com a abundância O/H. Curvas representam calibrações obtidas por diferentes autores como indicado. Pontos representam medidas diretas de algumas regiões H II (veja texto).

2.2 Modelos de fotoionização

Os primeiros cálculos numéricos de nebulosas ionizadas (veja Osterbrock 2002) foram feitos na década de 60 por Michael Seaton e seus estudantes (e.g. David Hummer). Eles desenvolveram métodos para obter primeiramente modelos considerando uma nebulosa com hidrogênio puro e, após, considerando a presença de H

e He (Hummer & Seaton 1963, 1964). Modelos mais sofisticados de nebulosas, como nós conhecemos hoje, embora considerando poucos elementos e sem a presença de poeira, começaram com Robert Hjellming (1966). Hoje existem aproximadamente seis códigos de fotoionização amplamente usados e continuamente desenvolvidos desde os anos 70 (veja Ferland & Savin 2001), como, por exemplo, o código Cloudy (Ferland 2002) e o Mappings (Dopita & Evans 1986). Até recentemente os códigos eram todos unidimensionais. Alguns códigos tridimensionais estão sendo construídos atualmente, tal como o NEBU-3D (Morisset et al. 2005) e o MOCASSIN (Ercolano et al. 2003). Entretanto, infelizmente, todos os códigos de fotoionização construídos até hoje falham em reproduzir razões de linhas como $[\text{O III}]\lambda 4363/\lambda 5007\text{\AA}$, o que pode ser uma indicação de que alguns processos físicos não estão sendo corretamente tratados ou estão sendo desconsiderados. Incertezas em modelos de atmosferas estelares podem estar contribuindo para estas discrepâncias. Alguns trabalhos têm abordado este assunto (Ercolano et al. 2003; Wood et al. 2004; Ercolano et al. 2004).

Basicamente, modelos de fotoionização efetuam seus cálculos começando na margem interna da nebulosa hipotética e, assim, sucessivos cálculos são feitos para regiões mais externas, calculando as abundâncias iônicas e temperaturas eletrônicas a cada faixa de raio considerada (cálculo ponto a ponto), assumindo equilíbrio de fotoionização após a temperatura ser estabelecida por balanço entre os processos de aquecimento e resfriamento. O código Cloudy, por exemplo, faz os cálculos acima para regiões na nebulosa hipotética considerando divisões ao longo do raio onde a temperatura não difere por mais de 100 K. Uma nova interação é então feita calculando centenas de intensidades de linhas de emissão preditas pelo código. Como parâmetros de entrada, é necessário definir basicamente a forma e a intensidade do contínuo incidente, a geometria e a composição química da nebulosa.

O emprego de códigos de fotoionização parece ser um meio mais preciso de obter gradientes de abundância do que o de calibrações empíricas gerais, uma vez que neles muitas das características físicas de nebulosas (e.g. parâmetro de ionização, temperatura das estrelas ionizantes, densidade eletrônica, etc), que variam de objeto para objeto, são consideradas.

Utilizando modelos de fotoionização, gradientes de abundâncias podem ser derivados de duas formas. Na primeira, dividimos o raio da galáxia considerada em um certo número de regiões e construímos modelos para representar a intensidade média das linhas em cada umas destas regiões. Esta forma de modelagem foi empregada, por exemplo, por Henry et al. (1992, 1994), com o objetivo de derivar gradientes de abundância em algumas galáxias no aglomerado de Virgem. Este método, segundo Evans (1986), pode fornecer abundâncias de uma região H II (e.g. O/H) com uma incerteza de 0.15 dex. Uma maneira mais precisa (e trabalhosa) é a construção de modelos individuais para representar cada região H II em uma galáxia. A incerteza neste método para determinação de abundâncias elementares é de 0.05 dex (Evans 1986).

Capítulo 3

Gradientes de abundâncias em uma amostra de galáxias isoladas

No presente capítulo¹, mostramos a metodologia seguida na construção de modelos de fotoionização, bem como os resultados obtidos destes de gradientes de O/H, N/O e S/O para três galáxias espirais barradas: NGC 1365, NGC 925 e NGC 1073. A motivação para o estudo destas galáxias foi apresentada no capítulo 1 e está reproduzida abaixo.

- Para NGC 1365, Roy & Walsh (1997) encontraram uma quebra no gradiente de O/H, o que foi contestado por Pilyugin (2003). Alloin et al. (1981) derivaram razões de N/O constantes ao longo do raio desta galáxia, o que não é usual para a maioria de espirais e está em conflito com resultados derivados por Pilyugin et al. (2004). O gradiente de S/O nesta galáxia é desconhecido até o momento.
- Para NGC 925, o gradiente observado no indicador de abundância de oxigênio $R_{23} = ([\text{O II}]\lambda 3727 + [\text{O III}]\lambda 4949 + \lambda 5007) / \text{H}\beta$ pode indicar uma quebra no gra-

¹Este capítulo é baseado no artigo Dors & Copetti (2005), reproduzido no apêndice.

Tabela 3.1: Razões de linhas de emissão consideradas.

Símbolo	Definição
R_{23}	$([\text{O II}]\lambda 3726 + \lambda 3729 + [\text{O III}]\lambda 4949 + \lambda 5007) / \text{H}\beta$
$[\text{N II}]/[\text{O II}]$	$([\text{N II}]\lambda 6548 + \lambda 6584) / ([\text{O II}]\lambda 3726 + \lambda 3729)$
$[\text{S II}]/[\text{S III}]$	$([\text{S II}]\lambda 6716 + \lambda 6731) / ([\text{S III}]\lambda 9069 + \lambda 9532)$
$[\text{S II}]/[\text{O II}]$	$([\text{S II}]\lambda 6716 + \lambda 6731) / ([\text{O II}]\lambda 3726 + \lambda 3729)$
$[\text{O III}]/\text{H}\beta$	$([\text{O III}]\lambda 4949 + \lambda 5007) / \text{H}\beta$
$[\text{O II}]/[\text{O III}]$	$([\text{O II}]\lambda 3726 + \lambda 3729) / ([\text{O III}]\lambda 5007)$
$[\text{N II}]/[\text{O III}]$	$([\text{N II}]\lambda 6548 + \lambda 6584) / ([\text{O III}]\lambda 5007)$

diente de O/H ainda não reportada na literatura.

- Em NGC 1073, o gradiente de N/O é também desconhecido.

Inicialmente nós aplicamos nosso procedimento à galáxia M 101, a fim de testar a confiabilidade de nossos resultados comparando nossas previsões de abundância para esta galáxia com estimativas obtidas por outros métodos.

3.1 Procedimento de modelagem

Para todas as galáxias analisadas neste capítulo, nós empregamos o código de fotoionização Cloudy/95.03 (Ferland 2002) para calcular uma série de modelos de fotoionização que reproduzem a variação da intensidade de linhas de emissão (listadas na tabela 3.1) de regiões H II com a distância galactocêntrica R .

Em cada modelo, os parâmetros livres foram basicamente (i) as abundâncias dos elementos O, N e S; (ii) a temperatura da estrela ionizante T_{eff} ; e (iii) o parâmetro de ionização U , definido por

$$U = Q_{\text{H}\alpha} / 4\pi R_s^2 n c, \quad (3.1)$$

sendo $Q_{\text{H}\alpha}$ o número de fótons ionizantes emitidos por segundo pela(s) estrela(s) ionizante, R_s o raio de Strömgen, n a densidade de hidrogênio, e c a velocidade da

luz. As razões de linhas de emissão consideradas possuem diferentes sensibilidades aos parâmetros de entrada em cada modelo. O índice R_{23} é basicamente determinado pela abundância de O/H (Pagel et al. 1979), enquanto que $[\text{O III}]/\text{H}\beta$, $[\text{O II}]/[\text{O III}]$ e $[\text{S II}]/[\text{S III}]$ dependem mais da temperatura da estrela ionizante e do parâmetro de ionização (Kennicutt et al. 2000; Morisset et al. 2004; Dors & Copetti 2003). As razões de linhas utilizadas para modelar S/O foram $[\text{S II}]/[\text{O II}]$ e $[\text{S II}]/[\text{S III}]$ e para N/O foram $[\text{N II}]/[\text{O II}]$ e $[\text{N II}]/[\text{O III}]$ (Henry & Howard 1995).

Em cada modelo, o espectro de uma única estrela, escalonado em fluxo de acordo com o parâmetro de ionização, foi considerado como radiação ionizante. Nós utilizamos a grade de modelos não LTE baseados no código *TLUSTY* (obtidos do site <http://tlusty.gsfc.nasa.gov/>) de Hubeny & Lanz (1995) e recentemente calculada por Lanz & Hubeny (2003). Extraímos desta grade modelos com temperatura efetiva e metalicidades de $37.5 \leq T_{\text{eff}}/\text{kK} \leq 50$ (com $\log g = 4 \text{ cm/s}^2$) e $1/10 \leq Z/Z_{\odot} \leq 1$, respectivamente. A composição solar se refere à determinada por Grevesse & Sauval e corresponde a $\log(\text{O}/\text{H}) = -3.13$, $\log(\text{N}/\text{H}) = -4.03$ e $\log(\text{S}/\text{H}) = -4.79$. Uma medida mais recente da composição química solar, obtida por Allende Pietro et al. (2001) e Holweger (2001), fornece valores de O/H 25% menores que a anterior. Modelos de atmosfera tendo $T_{\text{eff}}/\text{kK} = 37.5, 40, 42.4$ e 45 foram interpolados com o objetivo de obter modelos com $T_{\text{eff}}/\text{kK} = 39, 41, 41.5$ e 44 , uma vez que modelos para estas temperaturas não estão disponíveis. A fim de construir modelos mais realísticos, a metalicidade da atmosfera estelar considerada foi a mais próxima da nebulosa. Em cada modelo foi considerado uma nebulosa estática, com geometria esférica, possuindo um fator de preenchimento $\epsilon = 0.01$ e uma densidade eletrônica de $N_e = 200 \text{ cm}^{-3}$. As abundâncias dos elementos pesados foram escalonadas com a do oxigênio, com exceção do N e S, cujas abundâncias foram consideradas parâmetros livres. A presença de poeira interna foi considerada e as abundâncias dos grãos de van Hoof et al. (2001) foram também escalonadas com a do oxigênio. Para considerar a influência da redução de elementos refratários existentes nos grãos de poeira, as abundâncias dos elementos Mg, Al, Ca, Fe, Ni e Na foram reduzidas por um fator de 10, enquanto que a do Si foi reduzida por um fator de 2 (Garnett et al. 1995) em relação a cada abundância adotada nos modelos.

Tabela 3.2: Logaritmo das razões de linhas observadas e previstas de NGC 5461.

Razão de linhas	Observadas	Modelos de fotoionização	
		Estrela única	Aglomerado
R_{23}	0.78	0.80	0.77
[N II]/[O III]	-0.91	-0.93	-0.94
[O II]/[O III]	-0.29	-0.30	-0.35
[S II]/[O III]	-0.89	-0.90	-0.85

Para reproduzir o comportamento das linhas de emissão ao longo dos raios galácticos considerados, cada raio foi dividido em oito segmentos igualmente espaçados e, para cada segmento, nós calculamos valores médios das razões de linhas e da distância galactocêntrica. Modelos de fotoionização foram então ajustados a estes valores médios. A T_{eff} e $\log U$ foram considerados inicialmente como sendo 40 kK e -2.0 , respectivamente. Nós consideramos os valores iniciais de O/H obtidos por outros autores que usaram o índice R_{23} , uma razão de S/O solar e uma abundância de N/H tomada da relação $\log(N/O) = \log(0.034 + 120 \text{ O/H})$ de Vila-Costas & Edmunds (1993). Os parâmetros de entrada em cada modelo foram mudados iterativamente até que uma solução satisfatória foi encontrada, no sentido de que, para cada razão de linhas, a diferença entre o valor previsto e o observado (média das medidas para um dado raio galáctico) foi menor que o desvio padrão da média da razão de linhas observadas. Em alguns casos, este objetivo não foi atingido, uma vez que não fomos capazes de encontrar modelos que reproduzissem simultaneamente todas razões de linhas observadas dentro das barras de erros, principalmente devido à falha dos modelos de fotoionização em reproduzir a razão observada de [S II]/[S III] (veja figura 3.2).

Em regiões H II gigantes, a ionização é feita por associações de estrelas O e B, tendo diferentes temperaturas efetivas. Entretanto, o espectro ionizante de uma região H II depende principalmente da estrela mais quente do aglomerado ionizante (Shields & Tinsley 1976; Shields 1986). Isto se deve ao fato de que o espectro de uma única estrela, quando apropriadamente escalonado para gerar a luminosidade exigida, pode imitar o espectro de um aglomerado. Com o objetivo de mostrar isto,

nós reproduzimos algumas intensidades de linhas de emissão da região H II gigante NGC 5461, localizada em M 101, obtidas por Kennicutt & Garnett (1996). Consideramos como fonte ionizante um aglomerado estelar e comparamos o resultado com um modelo que utiliza uma única estrela ionizante, mas com os mesmos parâmetros. Estes resultados são mostrados na tabela 3.2. O espectro do aglomerado ionizante foi obtido do código de população estelar *STARBURST99* (Leitherer et al. 1999), assumindo que o aglomerado se forma instantaneamente, com uma função de massa inicial com expoente $\alpha = 1.35$ (Salpeter 1955), um limite superior de massa estelar de $M_{\text{up}} = 80 M_{\odot}$ e uma metalicidade de $Z_{\odot}/5$. Encontramos que nosso modelo reproduz bem os dados observacionais se considerarmos $\log(\text{O}/\text{H}) = -3.91$, $\log(\text{N}/\text{H}) = -4.6$, $\log(\text{S}/\text{H}) = -5.3$, $\log U = -2.1$ e uma idade do aglomerado de 2.6 milhões de anos. Assumindo a mesma abundância e parâmetro de ionização, nós fomos capazes de reproduzir as mesmas intensidades de linhas com um modelo ionizado por uma única estrela com $T_{\text{eff}} = 42$ kK. Assim, por questão de simplicidade, nós adotamos modelos de atmosfera para estrelas isoladas como forma da radiação ionizante.

3.2 Gradientes de abundâncias em M 101

Inicialmente aplicamos nosso procedimento de modelagem para a galáxia espiral normal não barrada M 101 (NGC 5457, veja figura 3.1). Esta é a galáxia com o maior número de regiões H II em que medidas diretas de temperatura eletrônica foram obtidas. Por este motivo, M 101 tem servido como laboratório para estudos e comparações de gradientes de abundâncias obtidos por diferentes métodos, e vários trabalhos teóricos e observacionais têm sido feitos com o objetivo de modelar e interpretar os espectros de suas regiões H II. Com relação a trabalhos teóricos, podemos citar diversos feitos ao longo de três décadas. Em um trabalho pioneiro usando modelos de fotoionização autoconsistentes, Shields & Searle (1978) produziram um excelente ajuste ao espectro observado de três regiões H II em M 101. Evans (1986) empregou modelos de fotoionização com o objetivo de determinar gradientes de O/H e outros metais em M 101. Henry & Howard (1995), usando uma seqüência



Figura 3.1: Galáxia M101. Imagem obtida do Palomar Observatory Sky Survey usando um filtro R.

de modelos de fotoionização, questionaram a quebra dos gradientes de O/H em M101 derivados por Zaritsky (1992), Scowen et al. (1992) e Vila-Costas & Edmunds (1992). Sobre trabalhos observacionais que mediram T_e em M101, podemos citar Smith (1975), Rayo et al. (1982), Torres-Peimbert et al. (1989), Garnett & Kennicutt (1994), van Zee et al. (1999) e Kennicutt et al. (2003).

Aplicando a metodologia descrita na seção anterior, construímos modelos de fotoionização para descrever o comportamento das intensidades de linhas de emissão

ao longo do raio em M101 obtidas por Searle (1971), Smith (1975), Rayo et al. (1982), Torres-Peimbert et al. (1989), Garnett & Kennicutt (1994), Kennicutt & Garnett (1996), van Zee et al. (1998) e Garnett et al. (1999). A tabela 3.3 apresenta os parâmetros dos modelos selecionados para representar as regiões H II em M101, bem como para as outras galáxias analisadas nas seções subseqüentes. A coluna 1 lista a distância galactocêntrica, e as colunas 2 e 3 listam a temperatura e a metalicidade, respectivamente, dos modelos de atmosfera adotados. A coluna 4 lista o valor do parâmetro de ionização, enquanto que as colunas 5, 6, e 7 listam os valores de abundância utilizados.

As figuras 3.2 e 3.3 mostram a variação com a distância galactocêntrica R das intensidades de linhas de emissão dos dados compilados para M101, bem como os resultados dos nossos modelos. Nós adotamos a escala angular de $1' = 2.25$ kpc (Kennicutt & Garnett 1996). Um comportamento linear de T_{eff} com R foi encontrado, podendo ser representado por $T_{\text{eff}}(10^4 \text{ K}) = (0.037 \pm 0.002)R(\text{kpc}) + (3.77 \pm 0.03)$. Nenhuma variação sistemática do parâmetro de ionização foi encontrada, sendo que derivamos um valor médio de $\log U = -2.54 \pm 0.04$, em concordância com Kennicutt & Garnett (1996), os quais usaram a correlação de U com a razão de linhas $[\text{SII}]/[\text{SIII}]$ sugerida por Díaz et al. (1991). Resultados distintos foram obtidos por Evans (1986) e Henry & Howard (1995), que encontraram gradientes para U em M101, embora tais gradientes sejam mutuamente inconsistentes, possivelmente devido ao uso de diferentes modelos de atmosfera adotados por eles.

Na figura 3.4, mostramos nossos gradientes de O/H, N/O e S/O. Também são mostradas as razões de abundâncias obtidas por medidas direta de T_e (Kennicutt et al. 2003; Rayo et al. 1982; Torres-Peimbert et al. 1989; van Zee et al. 1998), resultados obtidos pelo uso de modelos de fotoionização por Evans (1986), os gradientes de O/H e N/O obtidos com o uso do método- P por Pilyugin (2001b) e Pilyugin et al. (2004) e finalmente o gradiente de O/H obtido com o índice R_{23} por Pilyugin (2001b), que usou a calibração de Edmunds & Pagel (1984).

Uma regressão linear de nossas estimativas de O/H produz $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = (-0.035 \pm 0.002)R(\text{kpc}) + (9.15 \pm 0.04)$, resultado consistente com o encontrado por

Tabela 3.3: Parâmetros dos modelos utilizados.

R (kpc)	T_{eff} (10^4 K)	Z/Z_{\odot} (atmosfera)	$\log U$	$12+\log(\text{O}/\text{H})$	$\log(\text{N}/\text{O})$	$\log(\text{S}/\text{O})$
M 101						
3.00	3.90	1.00	-2.40	8.94	-0.65	-1.40
6.30	4.00	1.00	-2.70	8.93	-0.85	-1.66
10.5	4.25	1.00	-2.50	8.82	-1.10	-1.66
14.6	4.30	1.00	-2.40	8.71	-1.20	-1.61
18.2	4.40	1.00	-2.45	8.56	-1.20	-1.61
21.5	4.50	0.50	-2.60	8.47	-1.29	-1.66
26.0	4.75	0.25	-2.65	8.18	-1.29	-1.66
33.0	5.00	0.01	-2.65	7.91	-1.42	-1.66
NGC 1365						
2.66	3.75	1.00	-2.30	8.98	-0.59	-1.47
6.02	3.90	1.00	-2.80	8.91	-0.85	-1.61
9.60	4.00	1.00	-2.65	8.87	-0.87	-1.52
13.11	4.10	1.00	-2.70	8.82	-0.94	-1.51
16.78	4.10	1.00	-2.70	8.79	-0.95	-1.58
20.31	4.25	1.00	-2.70	8.76	-1.05	-1.48
24.07	4.25	1.00	-2.80	8.76	-1.05	-1.51
27.66	4.25	1.00	-2.70	8.71	-1.05	-1.45
NGC 925						
0.60	3.90	1.00	-2.50	8.80	-1.05	-1.46
3.05	4.10	1.00	-2.50	8.68	-1.14	-1.45
4.21	4.10	1.00	-2.40	8.66	-1.22	-1.54
5.34	4.10	1.00	-2.50	8.64	-1.36	-1.52
7.04	4.25	0.50	-2.60	8.64	-1.36	-1.54
8.77	4.25	0.50	-2.60	8.64	-1.42	-1.54
10.16	4.25	0.50	-3.00	8.64	-1.42	-1.58
12.86	4.25	0.50	-3.00	8.52	-1.37	-1.51
NGC 1073						
2.46	4.10	0.5	-3.00	8.56	-0.90	-1.66
3.19	4.10	0.5	-2.70	8.61	-0.99	-1.66
3.77	4.15	0.5	-2.72	8.56	-0.91	-1.66
4.99	4.25	0.5	-2.95	8.53	-0.94	-1.66
5.61	4.30	0.5	-2.60	8.51	-1.00	-1.66
6.56	4.42	0.5	-2.72	8.47	-1.35	-1.66
7.23	4.42	0.5	-2.68	8.47	-1.24	-1.66
8.50	4.50	0.5	-3.02	8.22	-1.05	-1.66

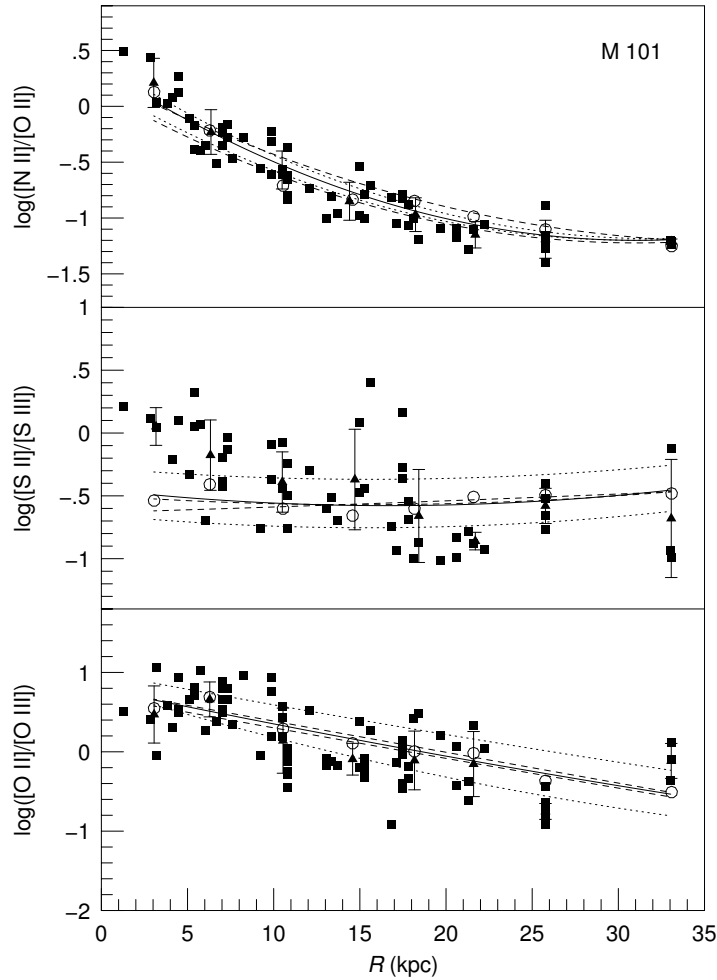


Figura 3.2: $[N II]/[O II]$, $[S II]/[S III]$ e $[O II]/[O III]$ vs. a distância galactocêntrica R para M 101. Os quadrados representam os dados observacionais. Os triângulos representam valores médios das razões de linhas observadas e da distância galactocêntrica dentro de oito segmentos igualmente espaçados, e as barras de erro correspondem aos desvio padrões destes. Os círculos abertos correspondem às razões de linhas preditas por nossos modelos de melhor ajuste, e as linhas sólidas representam um ajuste de um polinômio de segunda ordem nestes. Linhas tracejadas e pontilhadas correspondem ao ajuste polinomial de razões de linhas preditas por modelos com os mesmos parâmetros que os modelos de melhor ajuste, mas variando a abundância e o parâmetro de ionização por 0.15 dex e 0.25 dex, respectivamente.

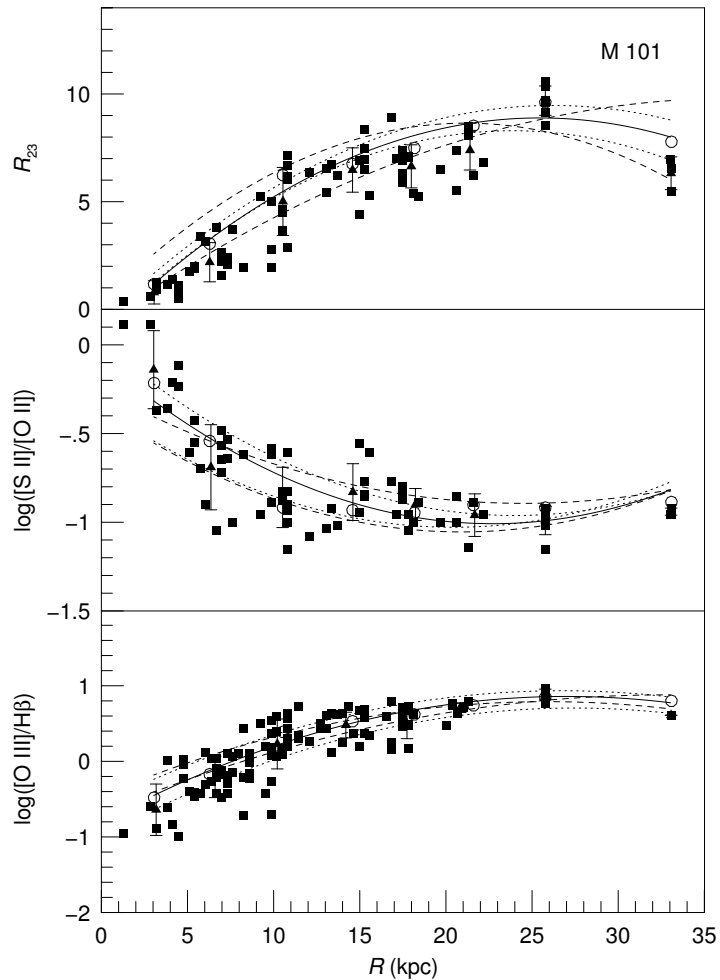


Figura 3.3: Mesmo que a figura 3.2, mas para R_{23} , $[S II]/[O II]$ e $[O III]/H\beta$.

Evans (1986). Nosso gradiente de abundância gera o valor de $12+\log(O/H)=8.88$ para a nebulosa H 335 (Searle 5), resultado similar ao encontrado por Kinkel & Rosa (1994). Entretanto, nossas estimativas são maiores que as obtidas por método direto por um fator de 0.1-0.3 dex. Como pode ser visto na Fig. 3.4, o gradiente obtido via método- P para O/H representa a variação das medidas diretas de abundância muito bem, e este gradiente possui uma inclinação menor que os outros gradientes. Resultado similar foi obtido por Cedres et al. (2004) e por Kennicutt et al. (2003). O gradiente derivado via R_{23} é muito similar ao nosso gradiente.

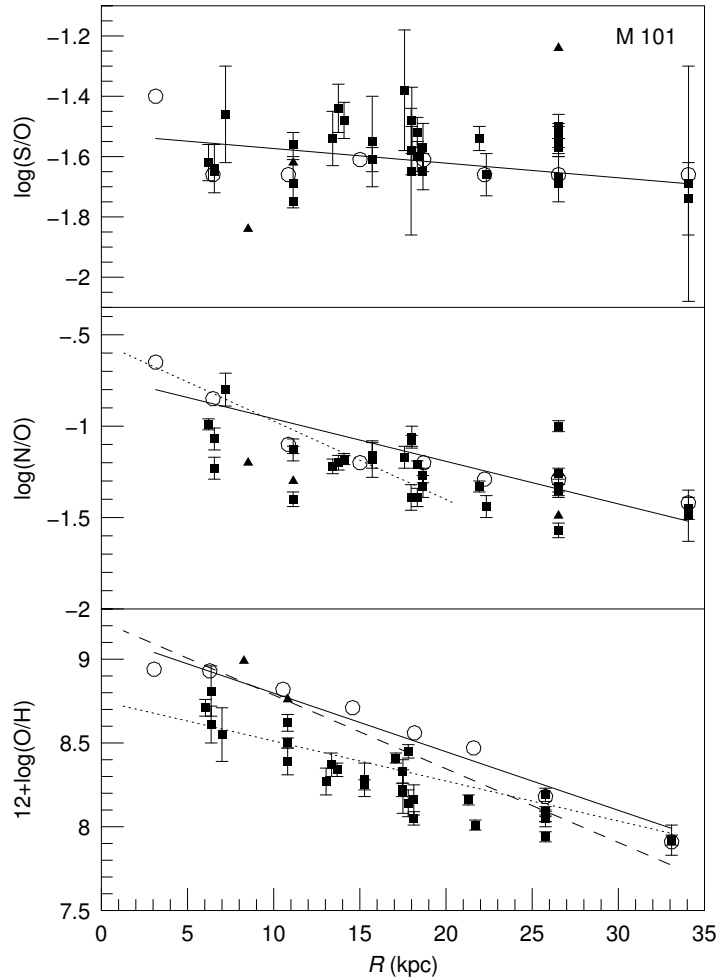


Figura 3.4: Gradientes de $12+\log(\text{O}/\text{H})$, N/O e S/O em M 101. As linhas sólidas são regressões lineares de nossos modelos de melhor ajuste, representados por círculos abertos. Painel intermediário: a linha pontilhada representa o gradiente de N/O via método- P obtido por Pilyugin et al. (2004). Painel da base: as linhas tracejadas e pontilhadas representam os gradientes de O/H obtidos via R_{23} e método- P por Pilyugin (2001), respectivamente. Os quadrados cheios representam as razões de abundâncias obtidas via medidas diretas de temperatura eletrônica coletadas na literatura, enquanto os triângulos representam estimativas de abundâncias obtidas por Evans (1986).

Nossos resultados inferidos para a razão N/O estão em acordo com as obtidas por medidas diretas de T_e e via P -método. Um ajuste linear de nossos resultados produz

$\log(N/O) = (-0.024 \pm 0.004)R(\text{kpc}) - (0.73 \pm 0.06)$. Os valores de N/O encontrados por Evans (1986) são aproximadamente 0.1 dex menores que os nossos.

Nossas previsões para S/O marginalmente sugerem um gradiente representado por $\log(S/O) = (-0.005 \pm 0.003)R(\text{kpc}) - (1.53 \pm 0.05)$. Entretanto, como pode ser notado na Fig. 3.2, nossos modelos falharam em reproduzir a razão observada de [SII]/[SIII] no regime de alta metalicidade, o qual torna os valores de S/O para este regime muito incertos.

Uma vez que já conhecemos as diferenças entre as abundâncias de nossos modelos e as obtidas por outros métodos, vamos começar a analisar as três galáxias barradas que desejamos estudar.

3.3 Gradientes de abundâncias em NGC 1365

A galáxia barrada NGC 1365 (veja figura 3.5), classificada como uma SBb (de Vaucouleurs et al. 1991), possui um núcleo ativo Seyfert tipo 1.5 (Sersic & Pastoriza 1965) e está a aproximadamente 18 Mpc da nossa galáxia. Espectroscopias de várias regiões H II têm sido obtidas ao longo de anos por Pagel et al. (1979), Alloin et al. (1981), Roy & Walsh (1997), e Bresolin et al. (2005). Devido ao baixo nível de excitação das regiões H II de NGC 1365, detecções diretas de temperatura só puderam ser obtidas pelo uso do telescópio VLT por Bresolin et al. (2005). Entretanto, como veremos, estas possuem grandes incertezas.

Nas figuras 3.6 e 3.7 estão mostrados os gradientes observados das razões de linhas e os resultados de nossos modelos para a galáxia espiral barrada NGC1365. Nós assumimos a distância angular $1'' = 88 \text{ pc}$ (Roy & Walsh 1997). Os parâmetros usados são mostrados na tabela 3.3. A figura 3.8 mostra nossos resultados de abundância, assim como as razões de O/H e N/O calculadas por Pilyugin et al. (2004) via o método- P para $R < 20 \text{ kpc}$, medidas diretas obtidas por Bresolin et al. (2005), as razões de abundâncias obtidas por Pagel et al. (1979) e Alloin et al. (1981) usando temperaturas eletrônicas derivadas da relação empírica T_e vs. R_{23} (Pagel et al. 1979)



Figura 3.5: Galáxia NGC 1365. Imagem obtida do Palomar Observatory Sky Survey usando um filtro R.

e, finalmente, o gradiente de O/H derivado por Roy & Walsh (1997) usando a relação R_{23} vs. O/H de Edmunds & Pagel (1994).

Roy & Walsh (1997) encontraram um comportamento bimodal na distribuição de O/H em NGC 1365. Eles derivaram um gradiente de $\Delta \log(\text{O}/\text{H})/\Delta R = -0.05 \text{ dex kpc}^{-1}$ para $R < 16 \text{ kpc}$, ao passo que, para $R > 16 \text{ kpc}$, eles encontraram um valor constante de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.65$. Como pode ser visto na figura 3.8, o gradiente de O/H derivado por nós não mostra nenhuma evidência de uma quebra. Nós

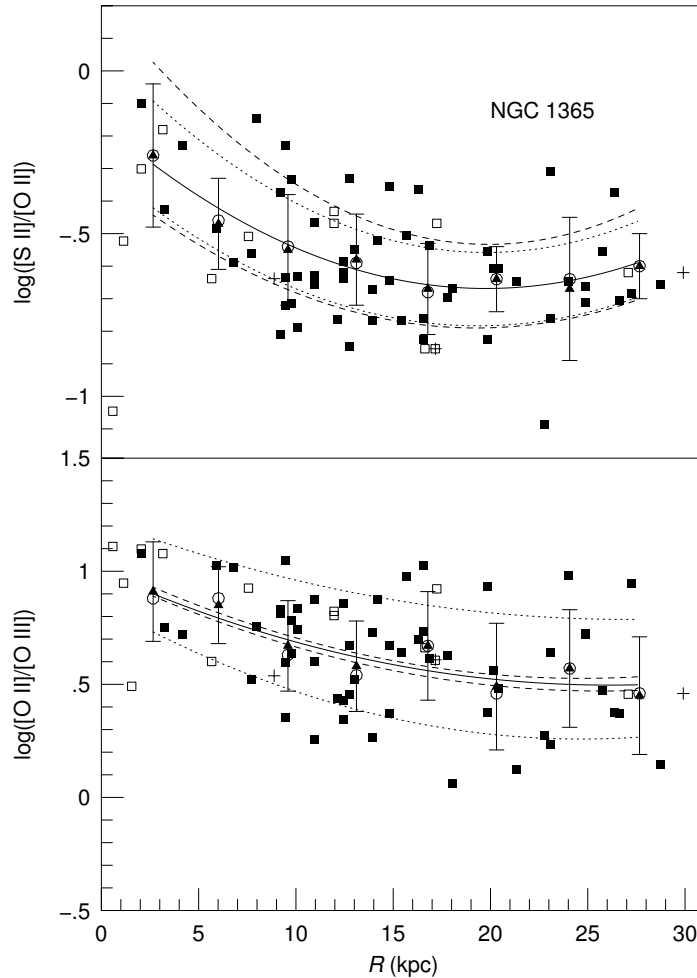


Figura 3.6: Razões de $[O II]/[O III]$ e $[S II]/[O II]$ vs. a distância galactocêntrica R para NGC 1365. Quadrados cheios e vazios representam os dados observacionais de Roy & Walsh (1997) e Alloin et al. (1991), respectivamente, enquanto as cruces representam dados de Pagel et al. (1979). Linhas, triângulos, círculos abertos e barras de erros são como a figura 3.2.

derivamos um gradiente suave de $12 + \log(O/H) = (-0.010 \pm 0.001)R(\text{kpc}) + (8.97 \pm 0.01)$. Recentemente, Pilyugin (2003b) também contestou o comportamento bimodal encontrado por Roy & Walsh (1997). Ele argumentou que, embora estimativas do gradiente de O/H derivadas via R_{23} e via método- P possam mostrar uma quebra no gradiente de O/H, este resultado é duvidoso devido ao fato das estimativas de O/H

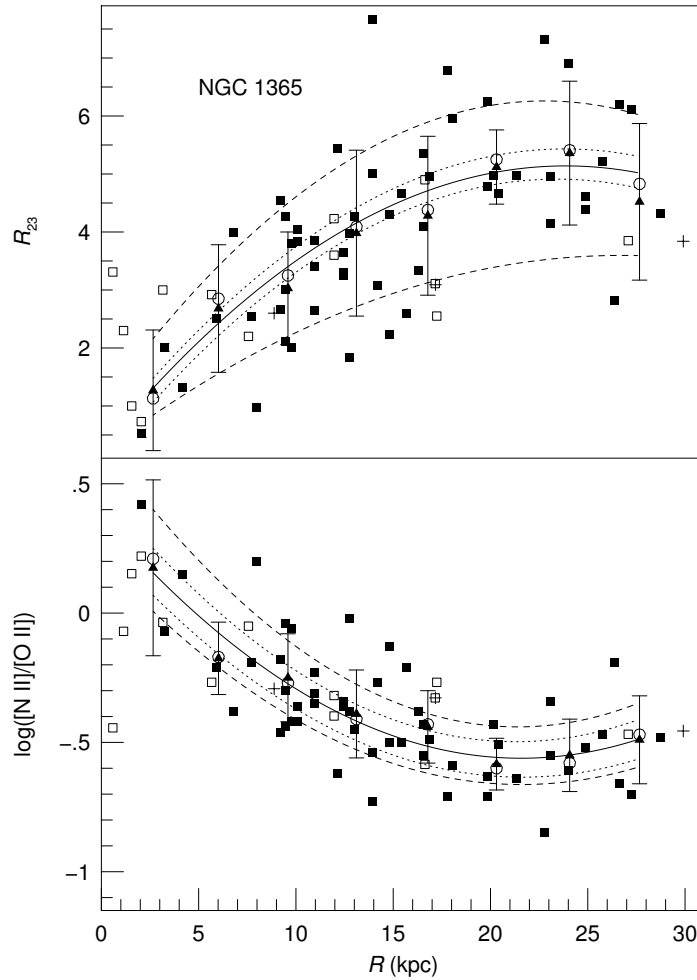


Figura 3.7: Como a figura 3.6, mas para $[N II]/[O II]$ e R_{23} .

em NGC 1365 para $R \approx 16$ kpc estarem próximas do ponto de degenerescência das calibrações empíricas. Entretanto, a existência de quebras no gradiente de O/H em galáxias barradas tem sido predita em simulações numéricas por Friedly et al. (1994) e Friedly & Benz (1995). Tais quebras têm sido interpretadas como indicadores da presença de barras jovens nestes tipos de galáxias (Roy & Walsh 1997; Friedly 1999; Considère et al. 2000). Outro suporte teórico foi apresentado por Mishurov et al. (2002), que mostraram que gradientes bimodais de abundâncias podem ser uma consequência da existência de uma ressonância de corrotação em braços espirais

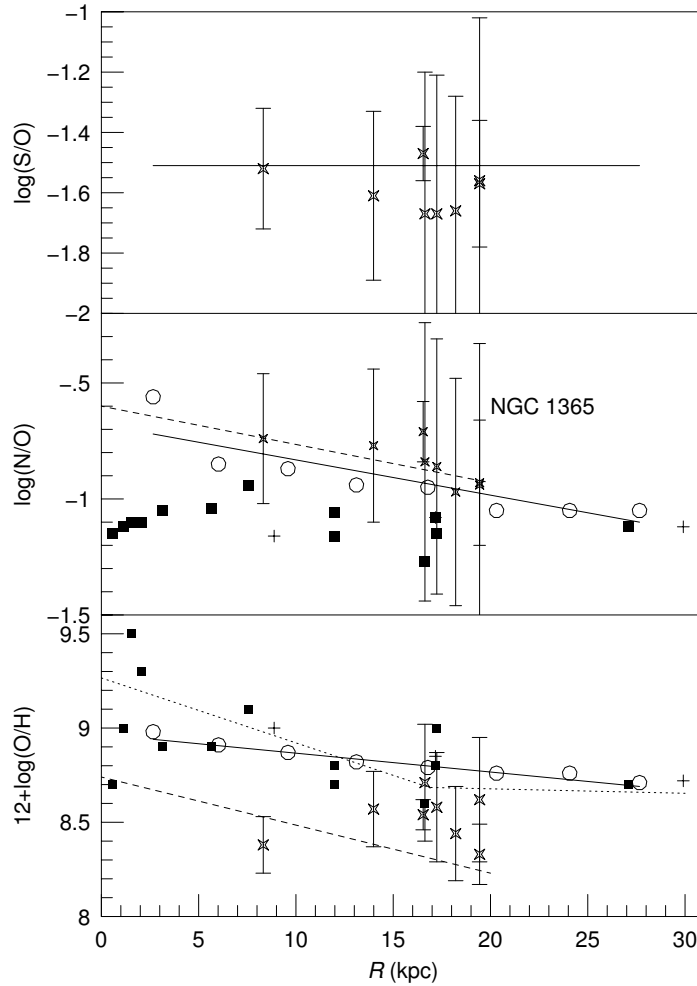


Figura 3.8: Gradientes de $12+\log(O/H)$, N/O e S/O em NGC 1365. As linhas sólidas são regressões lineares de nossos modelos, representados por círculos abertos. As cruces e quadrados representam estimativas empíricas por Pagel et al. (1979) e Alloin et al. (1981), respectivamente. As pontilhadas e tracejadas representam os gradientes obtidos por Roy & Walsh (1997) e Pilyugin et al. (2004), respectivamente. Pontos com barras de erro representam medidas diretas de abundância obtidas por Bresolin et al. (2005).

(veja capítulo 1). As medidas diretas obtidas por Bresolin et al. (2005) infelizmente estendem-se a uma região pequena do disco e são pouco precisas. Medidas com maior qualidade são claramente necessárias para comprovarmos os resultados mostrados

acima.

As abundâncias de O/H obtidas via nossos modelos estão superestimadas em relação às medidas diretas e via o método- P por 0.1-0.4 dex. As determinações de O/H obtidas por Pagel et al. (1979) e Alloin et al. (1981) concordam qualitativamente com as nossas. As abundâncias para as três regiões H II mais internas apresentam um grande espalhamento (≈ 0.8 dex). Estas regiões possuem intensidades de linhas de emissão não usuais quando comparadas a regiões mais externas. Este comportamento pode ser uma assinatura de um mecanismo de ionização secundário, provavelmente devido à radiação ionizante vinda do núcleo ativo de NGC 1365. O uso de uma calibração geral de oxigênio pode produzir resultados não confiáveis para este tipo de objeto (Evans & Dopita 1987); assim, nós não usamos as razões de linhas destes objetos no cálculo da média dos dados observacionais.

A figura 3.8 mostra que resultados para N/O obtidos de nossos modelos e pelo uso do P -método são compatíveis. Nós encontramos um gradiente de $\log(N/O) = (-0.015 \pm 0.003)R(\text{kpc}) - (0.68 \pm 0.05)$. Podemos ver que os valores de N/O obtidos por Pagel et al. (1979) e Alloin et al. (1982) são independentes da distância galactocêntrica, e, com um valor médio de $\log(N/O) = -1.10$, são 0.5 dex menores que os nossos. Estes autores estimaram as abundâncias de N/O usando a razão de linhas $[N II]/[O II]$ e uma calibração de T_e com R_{23} e com $[N II]/[O III]$, que pode produzir valores de T_e e conseqüentemente de N/O incertos (Pilyugin et al. 2001b). Além do mais, uma variação de $[N II]/[O II]$ não necessariamente segue uma mudança em N/O. Existe também uma dependência de $[N II]/[O II]$ com T_e (Pagel et al. 1979), que deve ser levada em consideração na derivação de N/O (Pilyugin et al. 2003). Nossos modelos sugerem um valor constante de S/O de $\log(S/O) = -1.52 \pm 0.02$. A temperatura efetiva segue a relação $T_{\text{eff}}(10^4\text{K}) = (0.019 \pm 0.002)R(\text{kpc}) + (3.77 \pm 0.03)$ e $\log U$ varia de -2.3 a -2.8 .



Figura 3.9: Galáxia NGC 925. Imagem obtida do Palomar Observatory Sky Survey usando um filtro R.

3.4 Gradientes de abundâncias em NGC 925

Nas figuras 3.10 e 3.11 são mostrados os dados observacionais para regiões HII na galáxia espiral barrada NGC 925 (veja figura 3.9) e os resultados de nossos modelos vs. a distância galactocêntrica R . Uma escala angular de $1'' = 34.3$ pc (Martin & Roy 1994) foi adotada. Os parâmetros usados são mostrados na tabela 3.3.

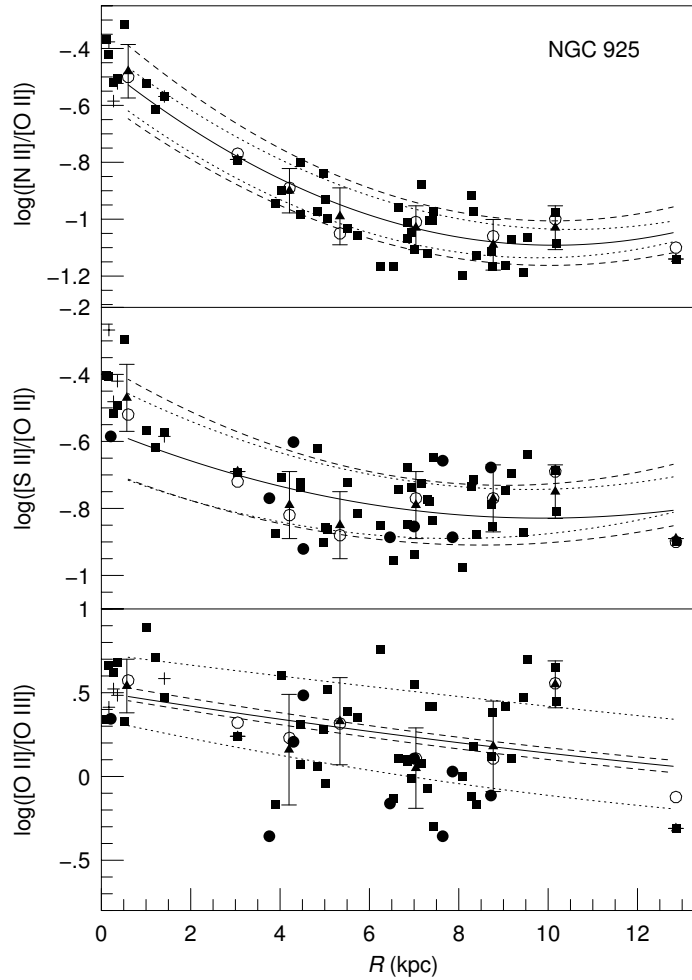


Figura 3.10: Razões de $[\text{N II}]/[\text{O II}]$, $[\text{S II}]/[\text{O II}]$ e $[\text{O II}]/[\text{O III}]$ vs. a distância galactocêntrica R para NGC 925. Quadrados e círculos cheios representam os dados observacionais de van Zee et al. (1988) e Zaritsky et al. (1994), respectivamente, enquanto as cruzes representam dados de Castellanos et al. (2002). Linhas, triângulos, círculos abertos, barras de erros, são como a figura 3.2.

A Fig. 3.12 mostra o gradiente de O/H encontrado por nós, as estimativas de O/H obtidas por Martin & Roy (1994) usando a relação entre a razão de linhas $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ e O/H, os valores de O/H encontrados por van Zee et al. (1998), obtidos por determinações diretas de abundância para somente duas regiões H II e de uma comparação com uma grade de modelos de fotoionização dada por McGaugh (1991)

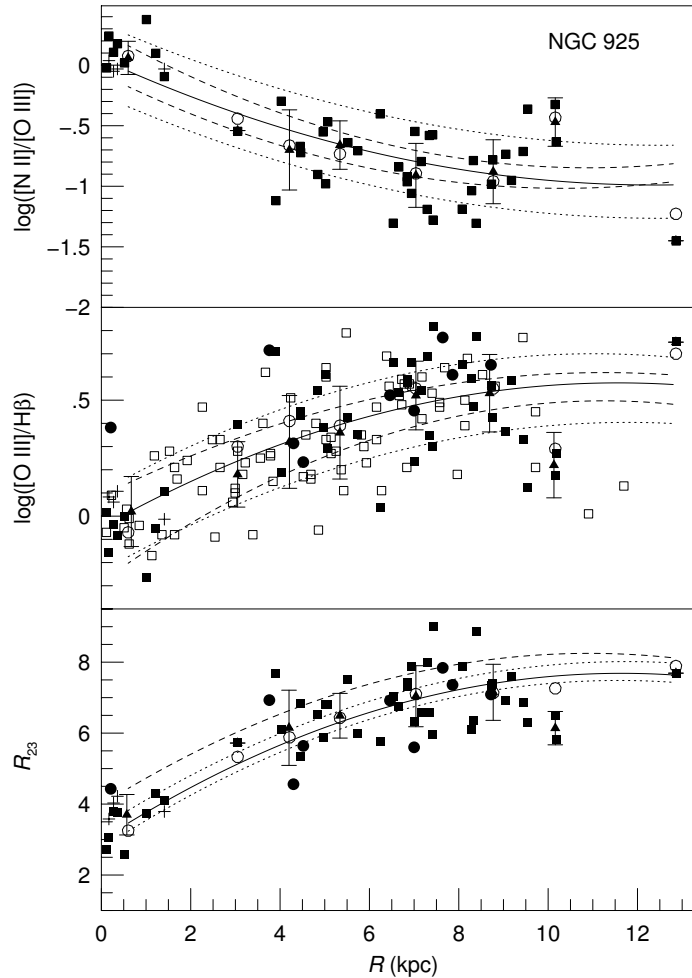


Figura 3.11: Como a Fig. 3.10, mas para $[N II]/[O III]$, $[O III]/H\beta$ e R_{23} . Quadrados abertos representam dados observacionais de Martin & Roy (1994).

para outros objetos, e, finalmente, o gradiente de O/H derivado por Pilyugin et al. (2004) via o método- P para $R < 5.6$ kpc. Nosso gradiente de O/H, representado por $12 + \log(O/H) = (-0.016 \pm 0.003)R(\text{kpc}) + (8.76 \pm 0.02)$, produz valores de O/H maiores por 0.2 dex que os derivados por Martin & Roy (1994) e van Zee et al. (1998) e maiores por 0.2-0.5 dex que os obtidos via o método- P . Como podemos ver na Fig. 3.11, o indicador de oxigênio R_{23} se torna aproximadamente constante em $R \approx 6$ kpc, o que pode estar indicando uma quebra no gradiente de

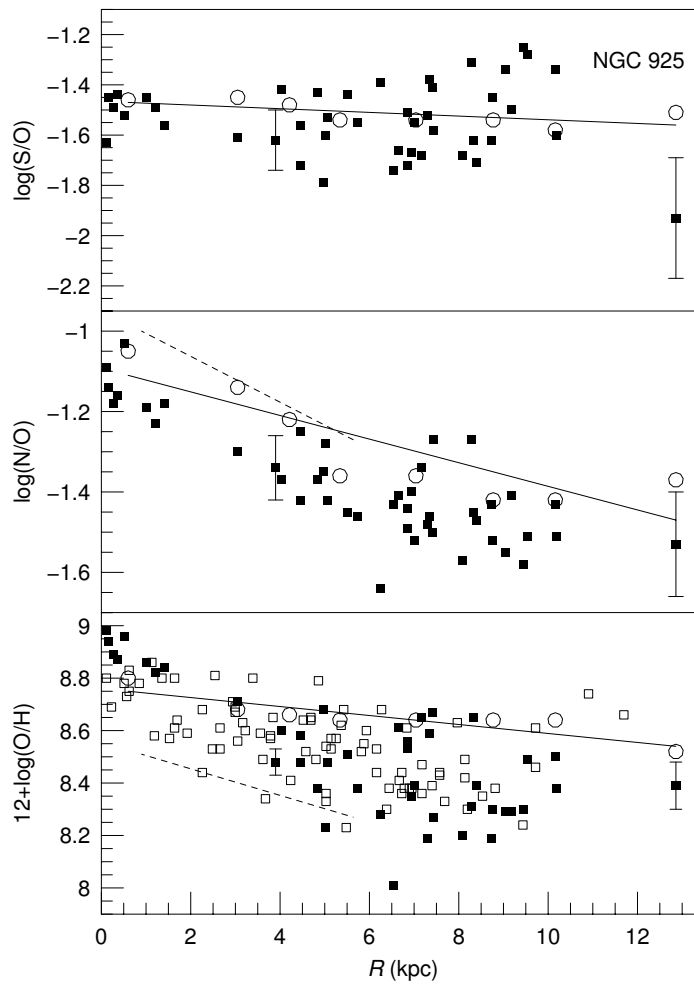


Figura 3.12: Gradientes de $12 + \log(O/H)$, N/O e S/O em NGC 925. As linhas sólidas são regressões lineares de nossos modelos, representados por círculos abertos. Quadrados cheios e abertos representam determinações de abundâncias por van Zee et al. (1998) e por Martin & Roy (1994), respectivamente. Os pontos com barras de erros representam determinações diretas de abundâncias por van Zee et al. (1998). As linhas tracejadas representam gradientes de abundâncias obtidos por Pilyugin et al. (2004).

oxigênio. Entretanto, as regiões H II além deste limite têm abundâncias menores que $12+\log(\text{O}/\text{H})=8.2$ (Pilyugin et al. 2004), o que pode produzir uma falsa variação na inclinação do gradiente de O/H obtido de calibrações empíricas (Pilyugin 2003b), como, por exemplo, a obtida por Roy & Walsh (1997) para NGC 1365.

Também na Fig. 3.12, os gradientes de N/O e S/O obtidos de nossos modelos são comparados aos estes derivados por van Zee et al. (1998) e por Pilyugin et al. (2004) usando o método-*P*. Nossos modelos produziram valores de N/O consistentes com os derivados por Pilyugin et al. (2004), mas eles são um pouco maiores que os valores de van Zee et al. (1998). O gradiente de N/O derivado dos nossos modelos é dado por $\log(\text{N}/\text{O}) = (-0.029 \pm 0.003)R(\text{kpc}) - (1.10 \pm 0.04)$. Como pode ser visto na Fig. 3.10, as razões de linhas $[\text{N II}]/[\text{O II}]$ são aproximadamente constantes para $R > 5$ kpc, ocasionando que uma quebra artificial no gradiente de N/O seja derivada se uma calibração empírica de abundâncias for usada, como, por exemplo, a calibração de $[\text{N II}]/[\text{O II}]$ vs. O/H de Kewley & Dopita (2002).

Nós encontramos um gradiente suave de S/O ajustado por $\log(\text{S}/\text{O}) = (-0.007 \pm 0.003)R(\text{kpc}) - (1.47 \pm 0.02)$, que corresponde a valores consistentes com os obtidos por van Zee et al. (1998). Entretanto, para a região H II mais externa, o valor de S/O obtido por van Zee et al. (1998) é menor que o valor derivado por nós por aproximadamente 0.4 dex. Para este objeto, a linha $[\text{S III}]\lambda 6312$ não foi detectada; assim, van Zee et al. (1998) usaram um valor médio para o ICF, o qual pode gerar um valor de S/O impreciso. Um gradiente de T_{eff} representado por $T_{\text{eff}}(10^4 \text{ K}) = (0.027 \pm 0.006)R(\text{kpc}) + (3.97 \pm 0.03)$ e $\log U$ variando de -2.4 a -3.0 foram derivados de nossos modelos.

Castellanos et al. (2002) observaram quatro regiões H II internas em NGC 925, na faixa de distância 0.17-1.4 kpc, nomeadas CDT1, CDT2, CDT3 e CDT4. Usando uma calibração de S_{23} vs. O/H, $S_{23} = ([\text{S II}]\lambda\lambda 6716, 6731 + [\text{S III}]\lambda\lambda 9069, 9532)/\text{H}\beta$, eles derivaram para estas regiões $12+\log(\text{O}/\text{H}) = 8.52, 8.71, 8.50$ e 8.41 , respectivamente. Estes valores são menores que os derivados por nós por aproximadamente 0.3 dex. Entretanto, Castellanos et al. (2002) notaram que suas determinações de O/H podem ser incertas, uma vez que os valores de S_{23} caem próximos ao ponto de

degenerescência da calibração usada. Usando modelos de fotoionização detalhados com modelos de atmosfera NLTE de Mihalas (1972), Castellanos et al. (2002) obtiveram para CDT1 e CDT4 valores médios de $12+\log(\text{O}/\text{H})=8.7$, $\log(\text{N}/\text{O})=-0.97$, $\log(\text{S}/\text{O})=-1.71$ e $T_{\text{eff}}=36\,500$. Os valores de T_{eff} e N/O são aproximadamente os mesmos que os nossos, ao passo que a razão S/O é menor que nossas previsões por 0.25 dex.

3.5 Gradientes de abundâncias em NGC 1073

A figura 3.14 mostra os gradientes observacionais das razões de linhas $[\text{N II}]/[\text{O III}]$ e $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ para NGC 1073 (veja figura 3.13). Uma escala angular de $1''=55.4$ pc (Martin & Roy 1994) foi assumida. Os parâmetros usados são mostrados na tabela 3.3. Os quatro pontos mais internos representam regiões H II localizadas na barra de NGC 1073, as quais podem ter uma fonte de ionização secundária (Martin & Roy 1994); assim, nossa análise não se estende a estes pontos. Os dados observacionais não incluem as linhas de emissão necessárias para determinar a abundância do enxofre; logo, nossos modelos foram considerados com uma abundância solar de S/O . Nós derivamos um gradiente de T_{eff} de $T_{\text{eff}}(10^4 \text{ K})=(0.073\pm 0.004)R(\text{kpc})+(3.89\pm 0.02)$ e um parâmetro de ionização médio de $\log U=-2.8\pm 0.05$. A falta da razão de linhas $[\text{O II}]/[\text{O III}]$ torna estes resultados um pouco incertos, uma vez que esta razão depende fortemente destes dois parâmetros (Morisset et al. 2004; Dors & Copetti 2003).

Na Fig. 3.15, nosso gradiente de O/H é comparado com o obtido por Martin & Roy (1994) usando a relação $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ vs. O/H . Para NGC 1073, nós derivamos um gradiente $12+\log(\text{O}/\text{H})=(-0.048\pm 0.012)R(\text{kpc})+(8.74\pm 0.06)$, muito consistente com o derivado por Martin & Roy (1994).

Nós obtemos um valor médio de $\log(\text{N}/\text{O})=-1.05\pm 0.05$ e nenhuma variação sistemática de N/O com R . Os valores de N/O obtidos para regiões H II em NGC 1073 são maiores que os obtidos para nebulosas com valores de O/H similares encon-



Figura 3.13: Galáxia NGC 1073. Imagem obtida do Palomar Observatory Sky Survey usando um filtro R.

tradas em outras galáxias. Com o objetivo de comprovar que esta superabundância de nitrogênio não é um artefato de nossos modelos, usamos a figura 3.16, um gráfico de $[N II]/[O III]$ vs. $[O III]/H\beta$, para mostrar que as linhas do $[N II]$ medidas por Martin & Roy em NGC 1073 são relativamente mais fortes que as de outras 34 galáxias espirais medidas por Bresolin et al. (1999), van Zee et al. (1998), Edmunds & Pagel (1984), Deharveng et al. (1988), Henry et al. (1992) e Ferguson et al. (1998). England et al. (1990) sugeriram que NGC 1073 pode ter sofrido uma in-

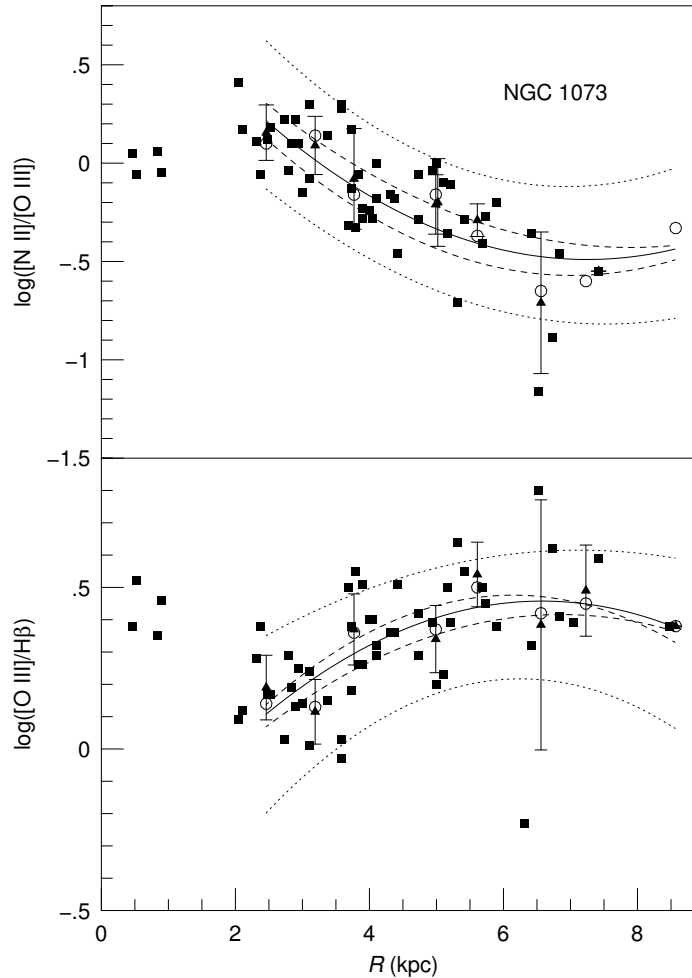


Figura 3.14: Razões de $[N II]/[O III]$ e $[O III]/H\beta$ vs. a distância galactocêntrica R para NGC 1073. Quadrados representam os dados observacionais de Martin & Roy (1994). Linhas, triângulos, círculos abertos, barras de erros, são como a figura 3.2.

teração no passado, e Martin & Roy (1994) apontaram que a intensa atividade de formação estelar em sua barra pode ser uma assinatura desta interação. Assim, a superabundância de nitrogênio no disco de NGC 1073 pode ter sido produzida por uma evolução química distinta causada pelo encontro com outra galáxia. Estudos adicionais de abundâncias baseados em medidas de linhas obtidas com uma técnica observacional mais confiável que a usada por Martin & Roy (1994) são necessários para confirmar a superabundância de N/O nas nebulosas em NGC 1073.

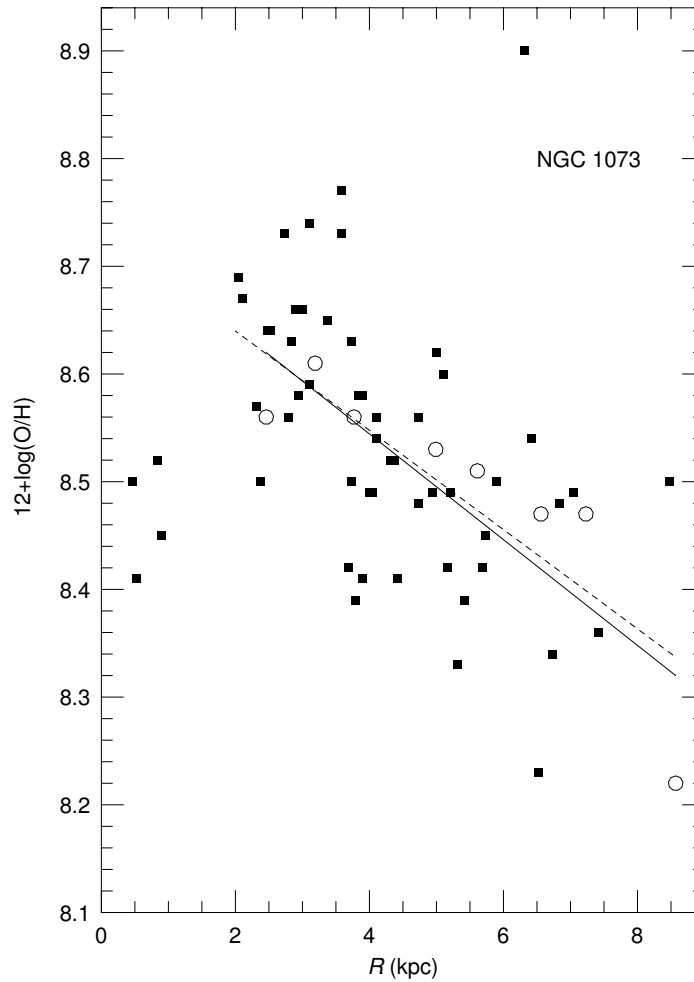


Figura 3.15: Gradientes de $12+\log(\text{O}/\text{H})$ em NGC 1073. Quadrados representam determinações de O/H por Martin & Roy (1994), e a linha tracejada representa um ajuste linear destes dados. A linha sólida representa um ajuste linear de nossos resultados, representados por círculos.

3.6 Discussão

Nosso trabalho corrobora a idéia de que os gradientes observados de intensidades de linhas de regiões H II no disco de galáxias espirais são causados principalmente por gradiente negativo de metais e, secundariamente, por um aumento da temperatura efetiva da estrela ionizante com a distância galactocêntrica. Nossos modelos

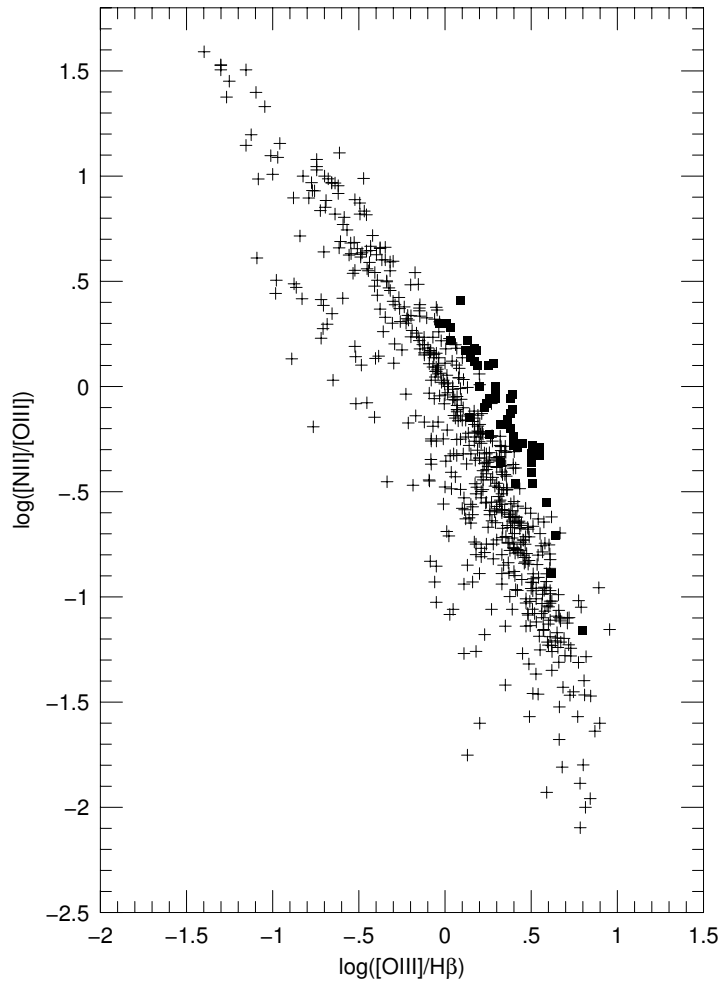


Figura 3.16: $[N II]/[O III]$ vs. $[O III]/H\beta$. Quadrados representam os dados observacionais de Martin & Roy (1994) para NGC 1073, enquanto que as cruces representam dados coletados na literatura (veja texto) para regiões H II em 34 galáxias espirais.

indicam que o espalhamento nas razões de linhas observadas a uma dada distância galactocêntrica pode ser explicado por uma variação de 0.15 dex em abundância e 0.25 dex no parâmetro de ionização. Esta variação de metalicidade é a precisão com que abundâncias elementares em regiões H II podem ser derivadas de uma seqüência de modelos de fotoionização (Evans 1986).

Para as quatro galáxias analisadas, encontramos um gradiente positivo de T_{eff}

de $\Delta T_{\text{eff}}/\Delta R = (400 \pm 112) \text{ K kpc}^{-1}$, que indica uma anticorrelação de T_{eff} com Z . Muitos trabalhos anteriores obtiveram a mesma conclusão (e.g. Shields & Tinsley 1976; Stasińska 1980; Vilchez & Pagel 1988; Campbel 1988, Bresolin et al. 1999). Entretanto, recentemente, uma tendência oposta tem sido encontrada por Morisset (2004), que comparando diagramas de diagnóstico de linhas no infravermelho médio com modelos de fotoionização, encontrou um aumento de T_{eff} com a metalicidade na Via Láctea. Morisset (2004) argumentou que esta conclusão é correta se os modelos de fotoionização usam metalicidades consistentes com as da atmosfera estelar e da nebulosa.

Nós não temos detectado nenhuma dependência do parâmetro de ionização com a distância galactocêntrica ou Z . Nós encontramos parâmetros de ionização na faixa $-3.0 < U < -2.3$. Analisando estimativas de abundância através do disco de galáxias, Zaritsky et al. (1994) obtiveram a mesma conclusão. Entretanto, Bresolin et al. (1999) encontraram para os objetos pobres em metais de sua amostra, U é aproximadamente 4 vezes maior que em regiões H II com metalicidade solar.

Nossas estimativas de O/H são maiores que as obtidas via método- P por um fator de 0.1-0.4 dex, com a diferença aumentando com O/H. Duas explicações opostas podem ser dadas para esta discrepância. Por um lado, abundâncias derivadas da comparação de linhas de emissão fortes com modelos de fotoionização poderão estar superestimadas quando comparadas com determinações diretas se os modelos não são realísticos o bastante, não tratando corretamente todos os processos físicos e usando dados atômicos imprecisos, geometria esférica, etc (veja Viegas 2002, Kennicutt et al. 2003). Recentemente, usando modelos de fotoionização, Garnett et al. (2004) derivaram, para a região H II CCM 10, em M 51, abundâncias menores por 0.2-0.3 dex que as derivadas por Diaz et al. (1991), que usaram uma versão anterior do Cloudy que a utilizada por Garnett et al. (2004). Assim, progressos (sobre várias frentes) no desenvolvimento de códigos de fotoionização poderão reconciliar determinações de abundâncias direta e teórica no futuro. Por outro lado, determinações de abundâncias diretas podem estar subestimadas devido a não considerarem os efeitos de flutuações de temperatura eletrônica. Ruiz et al. (2003) mostraram que, para conciliar abundâncias obtidas de linhas de recombinação com as obtidas de li-

nhas proibidas, é necessário considerar uma flutuação de T_e com a variância relativa de $t^2=0.056$, sendo o parâmetro t^2 definido como em Peimbert (1967), o que resulta em abundâncias maiores por 0.2-0.3 dex que aquelas obtidas com $t^2=0$. Se nós aplicarmos semelhante correção às determinações diretas de O/H utilizadas neste capítulo, estas se tornam próximas às nossas. Entretanto, estudos teóricos e observacionais (e.g., Kingdon & Ferland 1995; Krabbe & Copetti 2002, 2005; Rubin et al. 2003) têm até agora falhado em prever e detectar diretamente semelhantes altos níveis de flutuações de temperatura eletrônica. Fortes evidências contra a presença de flutuações de temperatura eletrônica em nebulosas planetárias e regiões H II têm sido encontradas por Liu et al. (2000, 2001, 2004) e Tsamis et al. (2003), respectivamente. Em particular, Liu et al. (2000) derivaram abundâncias para a nebulosa planetária NGC 6153 usando linhas no infravermelho (fracamente dependentes de T_e), e encontraram valores consistentes com as abundâncias derivadas de linhas de emissão no óptico e no ultravioleta, tornando a hipótese de flutuação de T_e altamente duvidosa.

Liu et al. (2000) introduziram a idéia de pseudoflutuações em nebulosas, a qual basicamente postula que condensações com temperatura muito baixa e densidade alta emitem as linhas de recombinação, enquanto linhas excitadas colisionalmente são emitidas em regiões com temperaturas e densidades nebulares típicas. Aparentemente isto explicaria as discrepâncias de abundância. Entretanto, Ruiz et al. (2003) apontam que, se linhas geradas por recombinações e excitação são oriundas de regiões de diferentes densidades dentro de uma nebulosa, estas deveriam indicar diferentes velocidades heliocêntricas. Pelo menos para a nebulosa planetária NGC 5307, Ruiz et al. (2003) encontraram que as linhas do [O III] $\lambda 4363, \lambda 5007$ indicam aproximadamente a mesma velocidade que as linhas de recombinação do O II. Recentemente, em um estudo de flutuações de temperatura em uma mostra de nebulosas planetárias, Krabbe & Copetti (2006) confirmaram esta tendência, uma vez que eles encontraram que linhas de recombinação e colisionais são geradas nas mesmas regiões para NGC 7009, como mostra a figura 3.17.

Adiciona-se a isso que, pelo menos para a metalicidade solar, a confiabilidade de determinações diretas de abundância obtidas por linhas excitadas colisional-

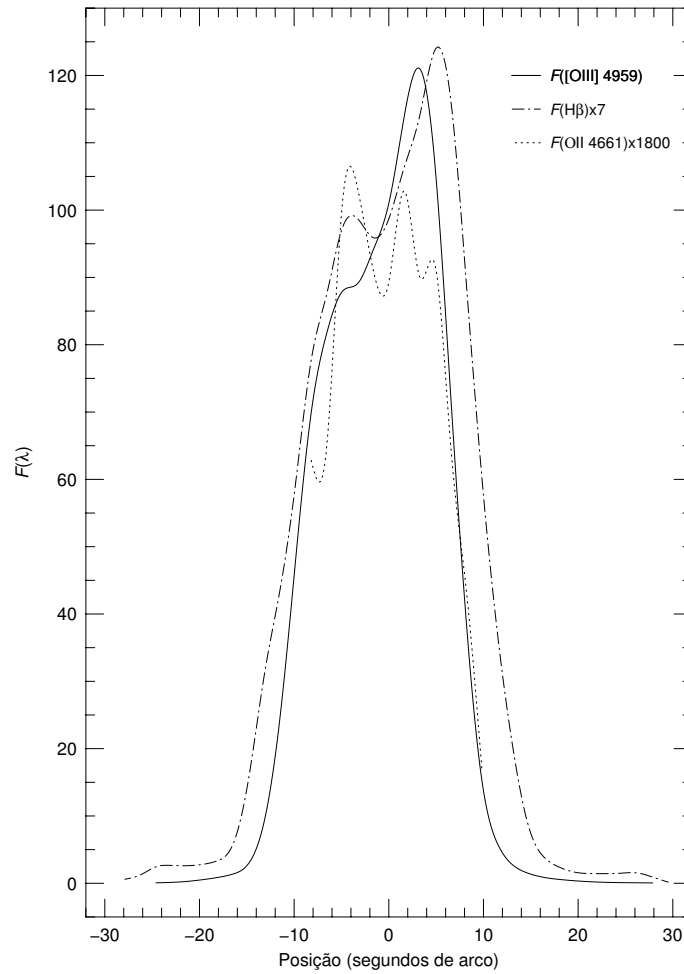


Figura 3.17: Intensidades de linhas de emissão vs. a posição (em segundos de arco) para a nebulosa planetária NGC 7009. A fenda foi centrada na estrela central. Figura retirada de Krabbe & Copetti (2006).

mente parece estar confirmada, desde que um bom acordo tem sido encontrado entre abundâncias de O/H determinadas em nebulosas na vizinhança solar e em estrelas usando a linha interestelar $\text{OI}\lambda 1356$ (Pilyugin 2003b; Moss et al. 2002; Deharveng et al. 2000; Rolleston et al. 2000; Meyer et al. 1998).

Nossos resultados para abundâncias de O/H geralmente concordam com aqueles obtidos com calibrações empíricas usando R_{23} e $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ por Edmunds & Pagel

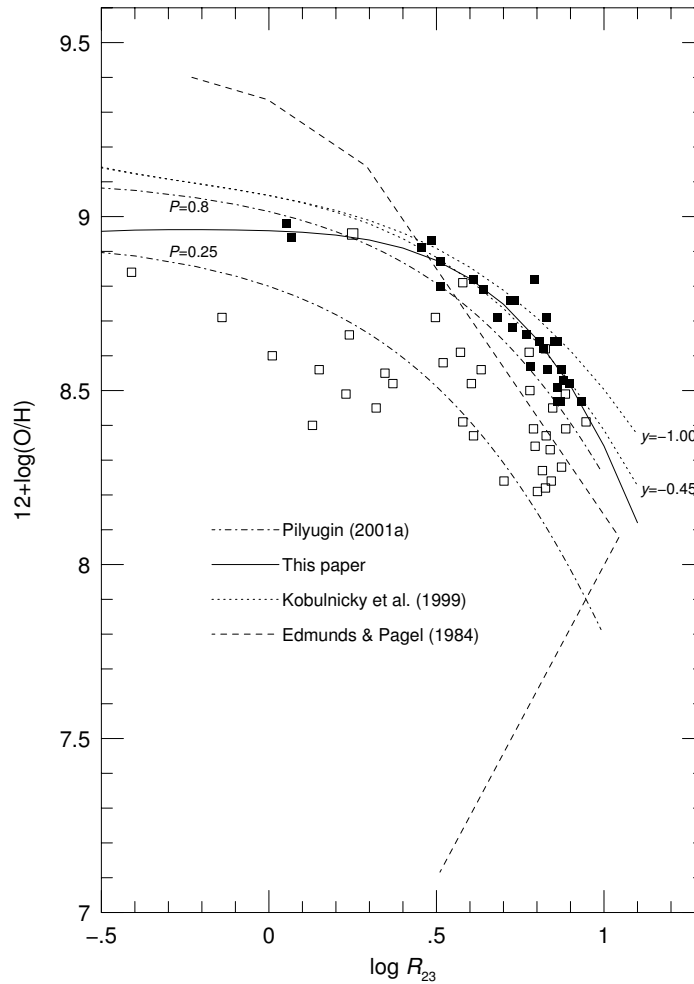


Figura 3.18: Comparações de diferentes calibrações de O/H com R_{23} . Os quadrados cheios representam nossos modelos, enquanto os vazios, medidas diretas de O/H.

(1984), o que é esperado posto que estes autores também usaram modelos de fotoionização em suas calibrações. Entretanto, os gradientes de O/H menos inclinados em M 101 e NGC 1365 têm importantes implicações para calibrações no regime de altas abundâncias. Muitos estudos têm investigado a influência de parâmetros físicos nebulares (e.g., T_{eff} , U , poeira) sobre calibrações empíricas do oxigênio (veja McGaugh 1991; Henry 1993; Oey & Kennicutt 1993; Kewley & Dopita 2002), e calibrações para altas metalicidades têm apresentado consideráveis variações ao longo dos anos.

Assim, é instrutivo compararmos nossos resultados com calibrações sugeridas por outros autores. A razão $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ tem fornecido estimativas de O/H com incertezas de até 0.5 dex (Kobulnicky et al. 1999). Por isso, nós não a usamos em nossa comparação.

A Fig. 3.18 mostra a relação R_{23} vs. O/H obtida de nossos modelos, das calibrações por Edmunds & Pagel (1984), Kobulnicky et al. (1999) e Pilyugin (2001a), e das estimativas diretas de O/H (Bresolin et al. 2004; Kennicutt et al. 2003; Castellanos et al. 2002; Rayo et al. 1982; Torres-Peimbert et al. 1989; van Zee et al. 1998). Uma vez que a maior parte das regiões H II consideradas neste trabalho possuem metalicidades que as colocam no ramo superior deste diagrama, nossa discussão será apenas para esta parte das calibrações. As calibrações por Kobulnicky et al. (1999) e Pilyugin (2001a) são parametrizadas em termos de um segundo parâmetro, $y = \log([\text{O III}](\lambda 4949 + \lambda 5007)/[\text{O III}](\lambda 3726 + \lambda 3729))$ e $P = ([\text{O III}]\lambda 4949 + \lambda 5007)/\text{H}\beta/R_{23}$, respectivamente. Nós traçamos curvas para estas calibrações para os valores $y = -0.45, -1.0$ e $P = 0.25, 0.8$. A calibração R_{23} vs. O/H derivada de nossos modelos é bem aproximada por

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.96 - 0.03x - 0.10x^2 - 0.21x^3 - 0.26x^4,$$

sendo $x = \log R_{23}$. Nossas previsões geralmente concordam bem com os valores de O/H obtidos usando as calibrações de Kobulnicky et al. (1999) e de Pilyugin (2001a) para $P = 0.8$, apropriada para objetos de alta excitação. Entretanto, nossa calibração superestima abundâncias de O/H por um fator de 0.1-0.4 dex em comparação com as estimativas diretas e via método- P com $P = 0.25$, apropriada para objetos de baixa excitação.

Em relação ao enxofre, não existe um consenso sobre o comportamento da razão S/O ao longo de discos galácticos. Smith (1975), Shields & Searle (1978), Torres-Peimbert et al. (1989), Garnett (1989), van Zee et al. (1998), Kennicutt et al. (2003), Izotov et al. (2004) e Bresolin et al. (2004) não encontraram nenhuma evidência para uma dependência de S/O com raios galácticos ou com O/H, enquanto a existência

de uma anticorrelação de S/O com O/H tem sido derivada por alguns outros autores (e.g. Shaver et al. 1983; Vilchez et al. 1988a; Diaz et al. 1991; Evans 1986). Considerando as incertezas dos gradientes de S/O, este trabalho concorda com a idéia de que S/O é aproximadamente constante com O/H. O forte aumento de S/O com O/H encontrado para as regiões internas de M 101 e NGC 1365 parece ser um artefato de nossos modelos, uma vez que eles subestimam a razão de linhas [S II]/[S III] para metalicidades muito altas. Garnett (1989) também encontrou que seus modelos tendem a subestimar [S II]/[S III] e sugeriu que isto pode ser devido a incertezas em modelos de atmosferas estelares ou nos dados atômicos do enxofre. Diferenças geométricas entre modelos e nebulosas ou flutuações de temperatura eletrônica também podem ser responsáveis pela discrepância entre razões de linhas preditas e observadas (Evans 1986). Claramente, um maior número de medidas da linha de emissão e determinações diretas de S/O, especialmente para nebulosas com altas abundâncias, irão ajudar a desvendar possíveis tendências na razão de abundâncias S/O.

Ao contrário das abundâncias de O/H, as razões N/O derivadas de nossos modelos concordam com medidas diretas e com aquelas derivadas via método- P , o que indica que nosso procedimento superestima O/H e N/H pela mesma quantidade em comparação a ambos os métodos. Na Fig. 3.19, um diagrama O/H vs. N/O, confrontamos nossos resultados com dois diferentes modelos de evolução química obtidos por Vila-Costas & Edmunds (1992), um considerando a síntese do nitrogênio com componentes primário e secundário em relação ao oxigênio, e outro assumindo que o nitrogênio é um elemento de síntese puramente secundária.

Em geral, nossas estimativas de N/O populam a área permitida definida por Vila-Costas & Edmunds (1992). Para o regime de alta metalicidade ($Z > Z_{\odot}$), os resultados para M 101 e NGC 1365 sugerem que N/O tem uma dependência mais forte com O/H que a dependência predita pelos modelos de Vila-Costas & Edmunds (1992). Um resultado similar a este foi encontrado por Henry et al. (2002). NGC 1073 parece ser superabundante em nitrogênio em comparação à abundância de oxigênio, e estes modelos simples de evolução química não concordam com os resultados para esta galáxia. Modelos mais sofisticados, incluindo processos dinâmicos

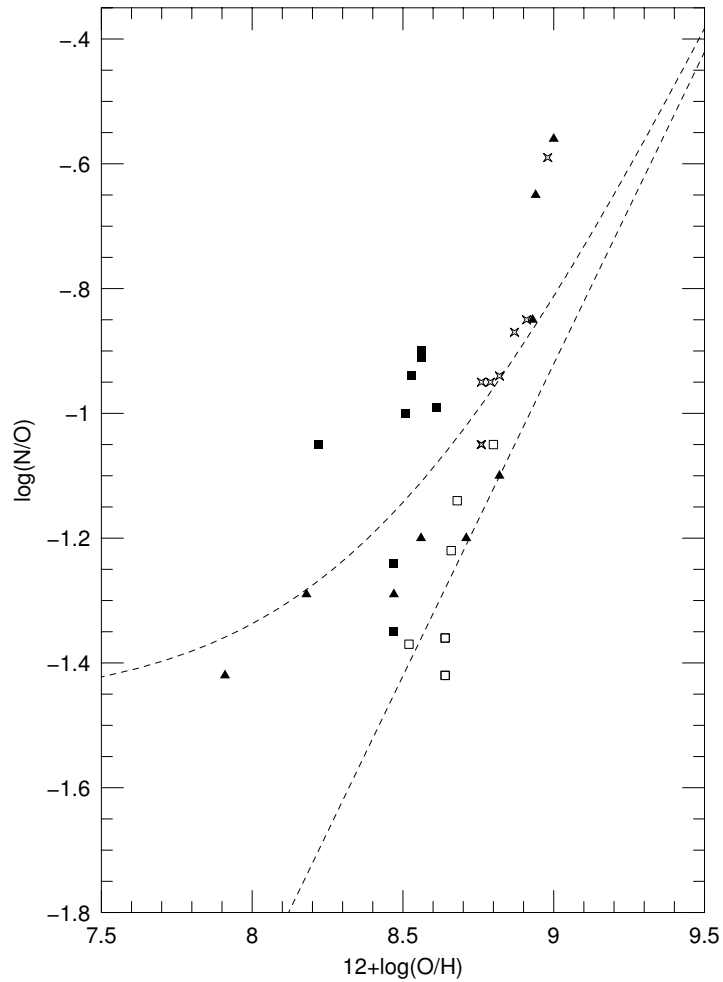


Figura 3.19: $\log(N/O)$ vs. $12 + \log(O/H)$. Linhas tracejadas representam modelos de evolução química de Vila-Costas & Edmunds (1992). Os símbolos representam nossos resultados para M 101 (▲), NGC 1073 (■), NGC 925 (□) e NGC 1365 (*).

que consideram fluxos de gás ao longo do disco, podem ser necessários no caso de NGC 1073.

Capítulo 4

Segregação de abundâncias em espirais no aglomerado de Virgem

Neste capítulo ¹, construímos modelos de fotoionização com o objetivo de derivar gradientes de abundâncias em nove galáxias localizadas no aglomerado de Virgem. Para interpretar nossos resultados, realizamos uma comparação dos gradientes encontrados com modelos de evolução química.

4.1 Introdução

O aglomerado de Virgem (veja figura 4.1) encontra-se a aproximadamente 16 Mpc e contém aproximadamente 2 000 galáxias. Devido a sua proximidade, ele tem servido como um ponto de partida para estudos do meio intergaláctico, e vários trabalhos teóricos e observacionais têm abordado o assunto (e.g. Gunn & Gott 1972; Chamaraux et al. 1980; Volmmer 2004). Imagens em raio X obtidas pelo satélite Chandra revelam que, no núcleo do aglomerado, galáxias estão imersas em um gás

¹Este capítulo é baseado no artigo Dors & Copetti (2006), reproduzido no apêndice.

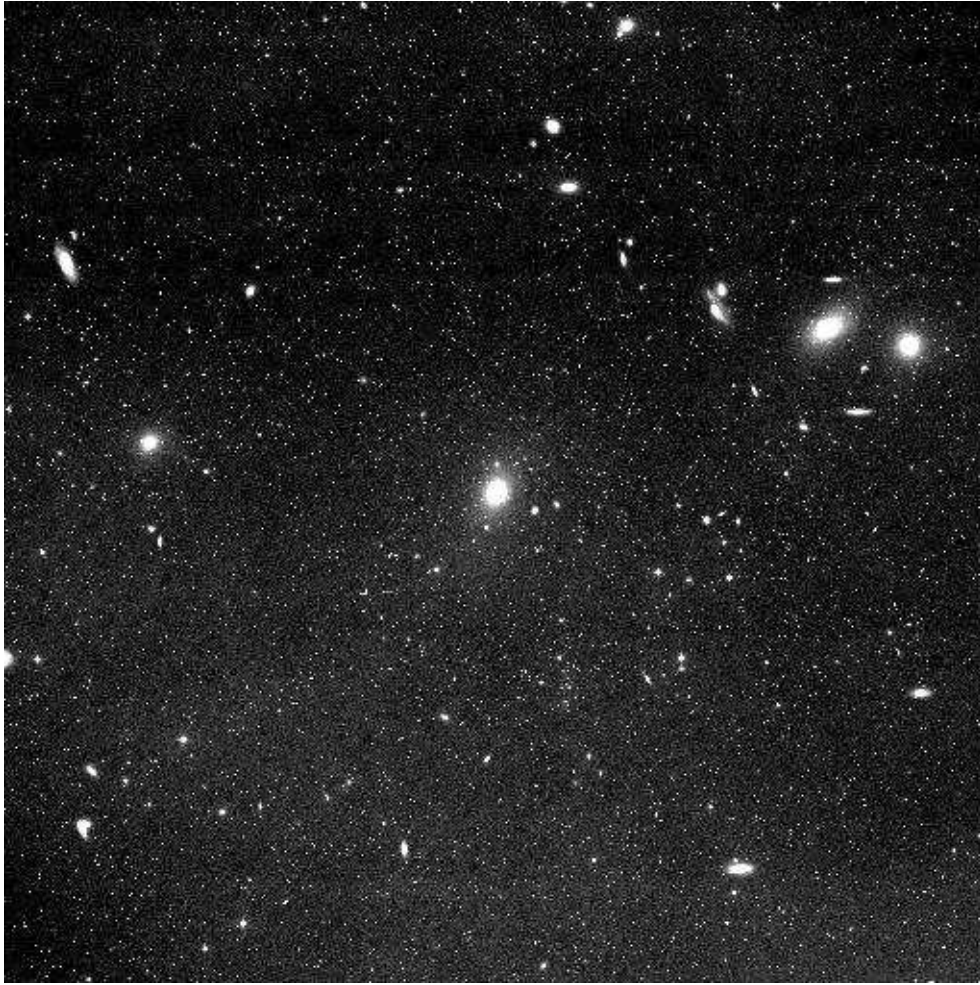


Figura 4.1: Aglomerado de Virgem. Figura retirada de <http://seds.lpl.arizona.edu/messier/more/virgo.html>.

intergaláctico com temperaturas de aproximadamente 10^7 K. Na figura 4.2, podemos ver que a maior emissão de raio X ocorre próxima à galáxia elíptica central M 87, que apresenta um jato observado em rádio e em raio X com um movimento superluminal. A evolução química de galáxias localizadas em semelhantes aglomerados é claramente influenciada por seus densos ambientes (veja Haynes 1990 e Boselli & Gavazzi 2006).

Giovanelli & Haynes (1985) encontraram que galáxias no aglomerado de Virgem

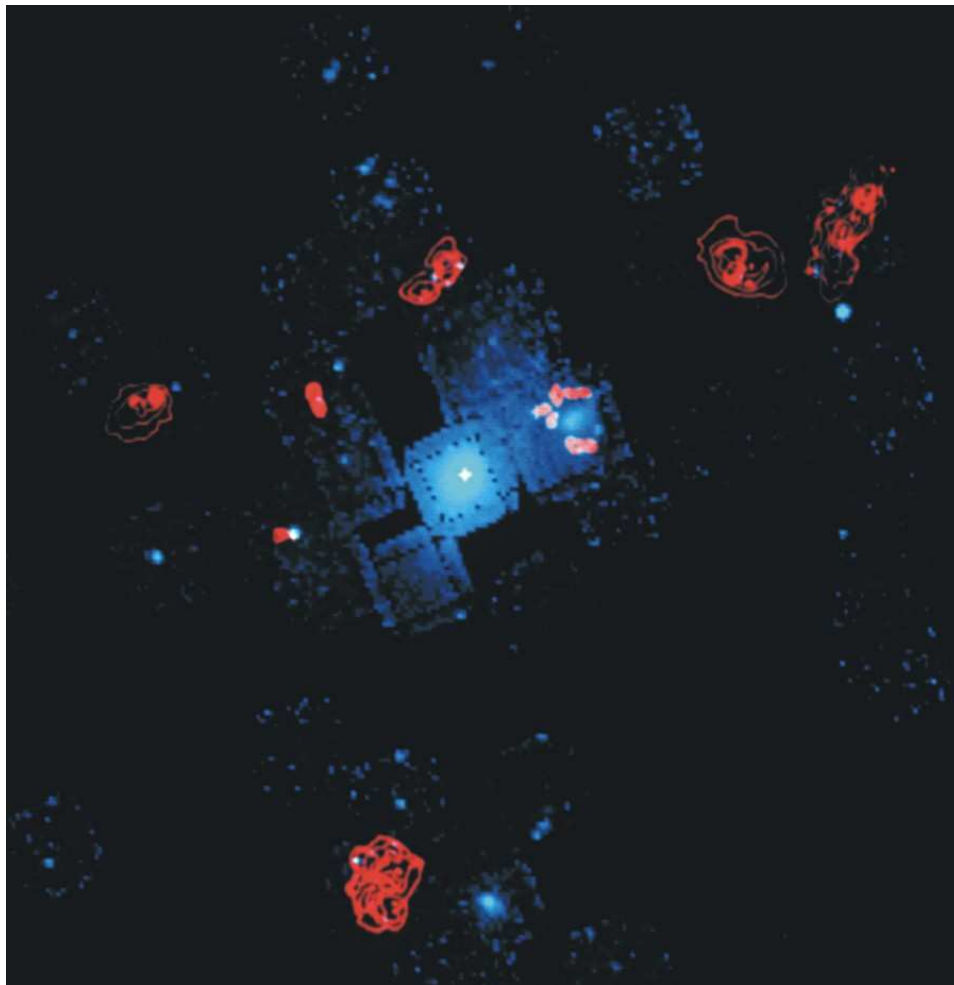


Figura 4.2: Superposição de imagens do Aglomerado de Virgem em rádio (vermelho) obtida com o VLA e em raio X (azul) obtida com o satélite Einstein. Figura retirada de <http://seds.lpl.arizona.edu/messier/more/virgo.html>.

possuem menos gás em comparação com galáxias isoladas. Além disso, eles encontraram que a deficiência de gás está fortemente relacionada com a distância ao centro do aglomerado, no sentido de que as galáxias na parte interna possuem menos gás que as localizadas na periferia. Warmels (1988) e Cayatte et al. (1994) encontraram que algumas galáxias próximas ao centro do aglomerado de Virgem possuem menos gás em grandes distâncias galactocêntricas. As medidas destes autores são mostradas na figura 4.3, onde vemos uma clara diminuição do conteúdo de gás em

pequenos raios para galáxias localizadas no núcleo do aglomerado (i.e. NGC 4689, NGC 4571, NGC 4501).

O principal processo invocado para explicar esta deficiência de gás é a pressão de retirada (ram pressure stripping) (Vollmer et al. 2001), que pode conduzir a um aumento de gás nas partes internas do disco e uma remoção deste nas externas. Uma vez que a formação estelar está relacionada ao conteúdo de gás, galáxias deficientes de gás provavelmente têm sofrido uma evolução química diferente das normais. De fato, van den Bergh (1976) encontrou que galáxias espirais em aglomerados têm menores taxas de formação estelar que espirais isoladas, resultado recentemente confirmado por Koopmann & Kenney (2004), com o uso de fotometria na banda R e em $H\alpha$ em várias galáxias em Virgem e isoladas. Além disso, observações espectroscópicas de regiões H II de galáxias em Virgem (Skillman et al. 1996 e referências deles) mostraram que galáxias próximas ao núcleo são mais abundantes em O/H por até 0.5 dex que as localizadas na periferia. Esta segregação de abundância tem também sido confirmada por Pilyugin et al. (2002) usando o método- P (Pilyugin 2001).

Shields et al. (1991) e Skillman et al. (1996) argumentaram que a superabundância em Virgem pode ser parcialmente explicada pela diminuição da queda de gás nas galáxias localizadas em seu núcleo, fazendo estas evoluírem como predito por modelos de evolução química de caixa fechada. Entretanto, Pilyugin et al. (2002) concluíram que algumas galáxias isoladas têm também evoluído de maneira similar àquelas em aglomerados, o que torna a idéia de diminuição de gás no núcleo de aglomerados algo duvidoso.

A vasta maioria dos estudos sobre evolução química em galáxias em Virgem tem somente analisado o comportamento das razões de N/O e S/O, e pouca atenção tem sido dada para gradientes de S/O nestes objetos. A abundância relativa entre o enxofre e o oxigênio pode fornecer importantes informações sobre a forma funcional da função inicial de massa e sobre a variação de massa estelar de aglomerados (Garnett 1989). Neste capítulo, nós empregamos modelos de fotoionização para reproduzir intensidades de linhas de emissão publicadas de regiões H II localizadas em nove

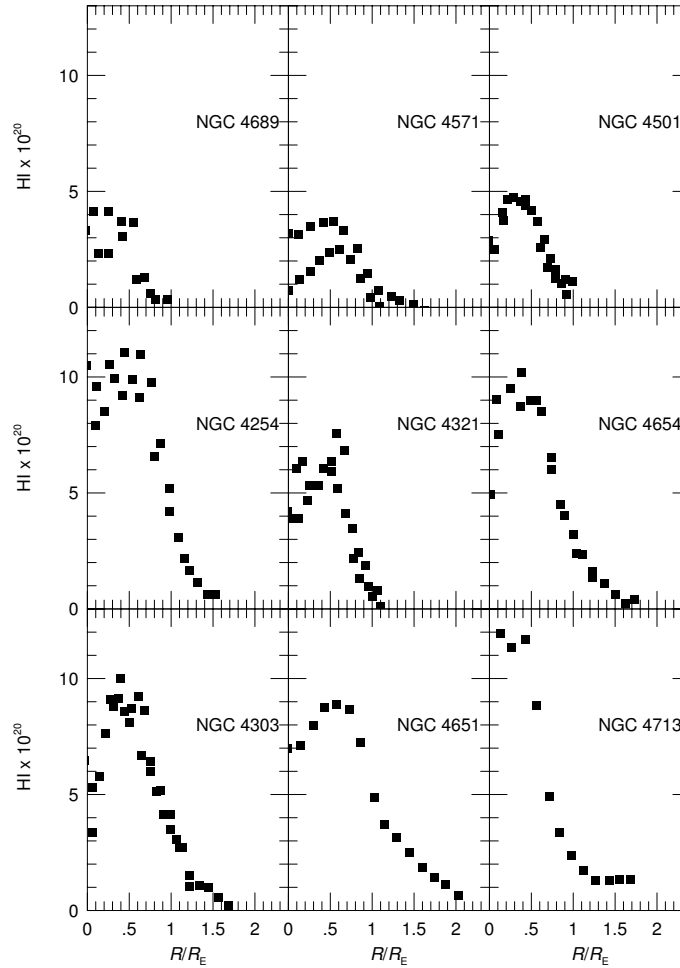


Figura 4.3: Abundância de HI vs. a distância galactocêntrica normalizada com o raio efetivo de galáxias no aglomerado de Virgem. Os pontos correspondem aos dados de Cayatte et al. (1990) usando o VLA e Warmels et al. (1988) usando o WSRT. Figura retirada de Skillman et al. (1996).

galáxias espirais no aglomerado de Virgem, com o objetivo de obter seus gradientes de O/H, N/O e S/O, como também seus parâmetros de ionização. Na seção 4.2, descrevemos nosso procedimento de modelagem, enquanto que os resultados são apresentados em 4.3. Uma comparação de nossos resultados com modelos de evolução química e nossas conclusões são dadas nas seções 4.4 e 4.5, respectivamente.

4.2 Modelos de fotoionização

4.2.1 Procedimento de modelagem

Nós empregamos o código de fotoionização Cloudy (Ferland 2002) com o objetivo de reproduzir as intensidades de linhas observacionais de setenta regiões H II, localizadas nas seguintes galáxias do aglomerado de Virgem: NGC 4501, NGC 4571, NGC 4689, NGC 4254, NGC 4321, NGC 4654, NGC 4303, NGC 4651 e NGC 4713. Os dados observacionais foram retirados dos artigos McCall et al. (1985), Shields et al. (1991), Henry et al. (1992, 1994) e Skillman et al. (1996). Somente regiões H II em que as linhas $[\text{O II}]\lambda 3726 + \lambda 3729$, $[\text{O III}]\lambda 5007$, $[\text{N II}]\lambda 6584$ e $[\text{S II}]\lambda 6716 + \lambda 6731$ foram publicadas foram consideradas em nossa análise. Por esta razão, nós selecionamos somente três objetos em NGC 4689, NGC 4571 e NGC 4501. Nós adotamos a classificação de Skillman et al. (1996), que considera as galáxias em Virgem pertencentes a três grupos em termos de seus conteúdos de gás: deficientes (NGC 4501, NGC 4571, NGC 4689), intermediárias (NGC 4254, NGC 4321, NGC 4654) e normais (NGC 4303, NGC 4651, NGC 4713). Em cada modelo, um aglomerado estelar foi assumido como fonte ionizante. As distribuições de energia estelar (SEDs) foram obtidas do código de síntese de população estelar *STARBURST99* (Leitherer et al. 1999). Nós construímos uma série de espectros sintéticos assumindo: um aglomerado formado instantaneamente, modelos de atmosfera estelar de Paudrach et al. (2001), função inicial de massa de Salpeter ($\alpha = 1.35$), limites superiores de massa de $M_{sup} = 30, 40, 60, 100 M_{\odot}$, metalicidades de $Z = 2 \times Z_{\odot}, Z_{\odot}, Z_{\odot}/2.5, Z_{\odot}/5$, e idades (A) variando de 0.01×10^6 a 10^7 anos com um passo de 0.5×10^6 anos. A composição solar se referente a de Grevesse & Sauval (1998) e corresponde a $\log(\text{O}/\text{H}) = -3.13$, $\log(\text{N}/\text{H}) = -4.03$ e $\log(\text{S}/\text{H}) = -4.79$. A metalicidade da nebulosa foi tida como a mais próxima da metalicidade do aglomerado estelar considerado.

A nebulosa foi considerada como uma nebulosa estática, plano-paralela, com fator de preenchimento $\epsilon = 0.01$ e densidade eletrônica de $N_e = 200 \text{ cm}^{-3}$. Os parâmetros livres foram basicamente: (i) as abundâncias de O, N e S; (ii) M_{sup} e A ; e (iii) o parâmetro de ionização U . Modelos tendo diferentes combinações de

$Q_{\text{H}\alpha}$, N_e e ϵ , mas com o mesmo U , são análogos e produzem as mesmas intensidades de razões de linhas (Bresolin et al. 1999). As abundâncias dos elementos pesados, bem como de elementos refratários, variaram como nos modelos apresentados na Seção 3.1.

Nós calculamos modelos de fotoionização individuais para cada região H II. Os parâmetros M_{sup} , A e $\log U$ foram escolhidos como sendo inicialmente $40 M_{\odot}$, 2×10^6 anos e -2.5 , respectivamente. Como uma suposição inicial, nós usamos abundâncias do oxigênio derivada, usando o índice R_{23} (Pagel et al. 1979), por Skillman et al. (1996), uma razão S/O solar e abundâncias de nitrogênio tomadas da relação $\log(N/O) = \log(0.034 + 120 O/H)$ de Vila-Costas & Edmunds (1993). Os parâmetros de entrada mudaram iterativamente, seguindo um procedimento de tentativa e erro, até que uma solução satisfatória fosse encontrada, no sentido de que as intensidades de linhas de emissão preditas reproduzissem as observacionais dentro das incertezas.

4.2.2 Incertezas e unicidade dos modelos

Com o objetivo de calcular as incertezas e testar a unicidade de nossos modelos, fizemos várias tentativas de reproduzir, usando diferentes parâmetros, as intensidades observacionais das linhas de emissão $[\text{O II}]\lambda 3726 + \lambda 3729$, $[\text{O III}]\lambda 5007$, $[\text{N II}]\lambda 6584$ e $[\text{S II}]\lambda 6716 + \lambda 6731$, obtidas por Peimbert (2003), para a região H II gigante 30 Dourados, na Grande Nuvem de Magalhães. Com o objetivo de variar todos os parâmetros nebulares simultaneamente, nós usamos a rotina de otimização *Amoeba* (Press et al. 1992) implementada no Cloudy.

Nós encontramos um excelente acordo com os dados observacionais com um modelo de $\log(O/H) = -3.37$, $\log(N/H) = -4.69$, $\log(S/H) = -5.03$, $\log U = -2.24$, $M_{\text{sup}} = 100 M_{\odot}$ e idade de 1.5×10^6 anos. Nossos resultados de abundância são aproximadamente 0.2 dex maiores que os derivados por Peimbert (2003), obtidos via determinações diretas de temperatura. A tendência de superestimar as abundâncias de elementos por meio de modelagem de linhas de emissão fortes em comparação com determinações diretas não é nova (veja seção 3.6) e é discutida, por exemplo,

por Stasińska (2005).

Os parâmetros M_{sup} e A são compatíveis com aqueles derivados de espectroscopia de R 136, o aglomerado ionizante de 30 Dourados, realizada por Massey & Hunter (1998). Para avaliar as incertezas dos parâmetros nebulares, nós tentamos reproduzir as intensidades de linhas de emissão de 30 Dourados fixando os parâmetros do aglomerado ionizante e variando as abundâncias de O, N e S e o parâmetro de ionização. Como resultado deste experimento, nós encontramos que abundâncias elementares e U podem ser estimadas com incertezas de aproximadamente 0.02 dex e 0.05 dex, respectivamente. Um segundo teste foi feito para calcular as incertezas na determinação de M_{sup} e A . Nós consideramos todos os valores de M_{sup} e A apresentados na Seção 4.2.1 e, para cada par destes parâmetros, tentamos reproduzir os dados observacionais variando todos os parâmetros nebulares (i.e. U , O/H, N/H, S/H) simultaneamente. Os valores de abundância variaram livremente no intervalo $2 \times Z_{\odot} - Z_{\odot}/10$. Na figura 4.4, os resultados deste experimento são mostrados. Somente modelos com $M_{sup}=60-100 M_{\odot}$ e idades de aproximadamente 1.5×10^6 ano reproduziram os dados observacionais.

Mudanças nos espectros de aglomerados sintéticos devido à variação dos parâmetros da função inicial de massa foram analisadas por Mas-Hesse & Kunth (1991), Leitherer (1994) e Leitherer & Heckmatt (1995). Semelhantes variações não influenciam significativamente determinações de abundância via modelos de fotoionização, uma vez que o espectro ionizante de uma região H II depende principalmente das temperaturas das estrelas mais quentes no aglomerado ionizante (Shields & Tinsley 1976; Shields 1986). Por isso, mesmo o espectro de uma estrela isolada de apropriada temperatura efetiva, quando escalado em fluxo, pode imitar a radiação ionizante emitida por um aglomerado (veja seção 3.1).

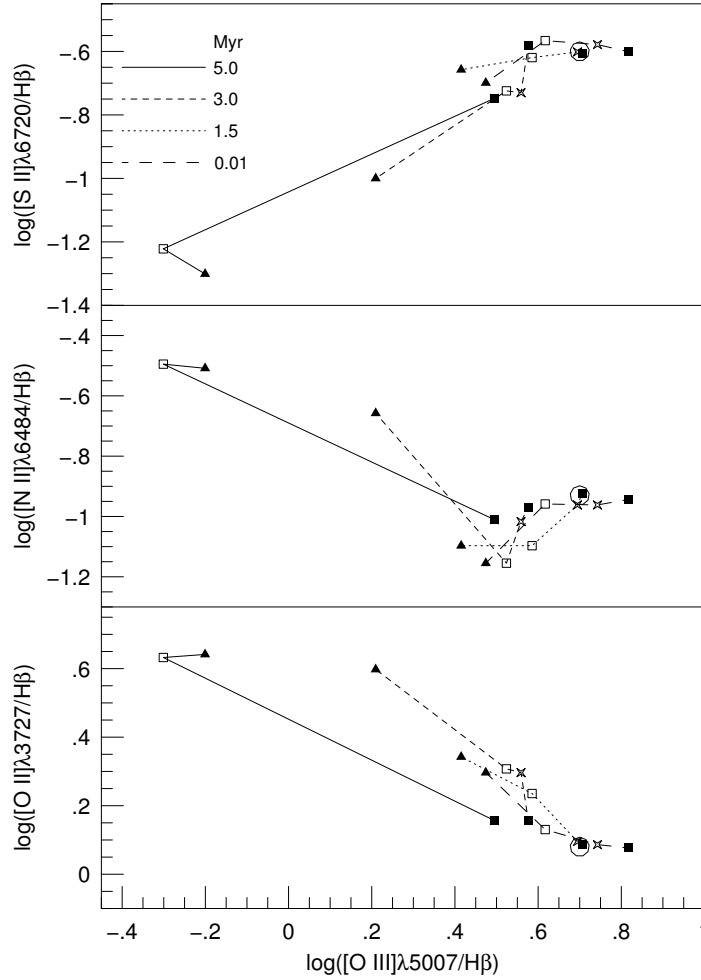


Figura 4.4: Efeitos de diferentes idades e limite superior de massa estelar sobre as intensidades de linhas de emissão para 30 Dourados. Linhas conectam modelos com diferentes idades como indicado. As marcas representam modelos com M_{sup} de 100 (\blacksquare), 60 ($*$), 40 (\square) e 30 M_{\odot} (\blacktriangle), enquanto \circ representa os valores observacionais de 30 Dourados obtidos por Peimbert (2003).

4.3 Resultados

A tabela A.1 mostra os parâmetros para os modelos finais. A coluna (1) lista as coordenadas de cada nebulosa e as colunas (2) e (3) listam o limite superior de massa adotado e a idade do aglomerado estelar, respectivamente. A coluna (4) lista

Tabela 4.1: Coeficientes das regressões lineares ($X = m R/R_E + b$) para os gradientes de abundância.

Galáxia	O/H		N/O		S/O	
	m	b	m	b	m	b
NGC 4254	-0.13(0.03)	9.29(0.06)	-0.04(0.05)	-0.94(0.07)	0.04(0.05)	-1.88(0.08)
NGC 4321	-0.08(0.06)	9.25(0.09)	-0.03(0.04)	-0.88(0.05)	-0.03(0.09)	-1.81(0.12)
NGC 4654	-0.66(0.18)	9.51(0.19)	-0.10(0.09)	-0.86(0.09)	0.43(0.08)	-2.14(0.08)
NGC 4303	-0.36(0.04)	9.36(0.04)	-0.09(0.07)	-0.83(0.07)	0.12(0.05)	-1.86(0.05)
NGC 4651	-0.07(0.03)	9.08(0.05)	-0.11(0.05)	-0.86(0.07)	-0.02(0.07)	-1.76(0.10)
NGC 4713	-0.42(0.18)	9.28(0.25)	-0.16(0.31)	-1.03(0.44)	0.03(0.06)	-1.69(0.09)

o parâmetro de ionização e as colunas (5), (6) e (7) listam as razões de abundâncias O/H, N/O e S/O. Na tabela A.3, as intensidades das linhas previstas por nossos modelos e as observadas são mostradas.

Nossos modelos reproduzem os dados observacionais assumindo M_{sup} entre 30 e 40 M_{\odot} , com exceção de (-0.70, +140) em NGC 4303, para qual nós adotamos $M_{sup} = 100 M_{\odot}$. Este objeto tem a menor abundância de oxigênio encontrada em nossa amostra, e o maior valor para o limite superior de massa está em acordo com a tendência de M_{sup} aumentar com o decréscimo de Z (Shields & Tinsley 1976; Stasińska 1980; Vilchez & Pagel 1988; Campbell 1988; Bresolin et al. 1999; Dors & Copetti 2003). Idades de 1.5 ou 2 $\times 10^6$ anos foram assumidas nos modelos. Outros trabalhos considerando aglomerados estelares como fontes ionizantes com o objetivo de reproduzir linhas de emissão fortes de regiões H II têm apresentado idades similares (e.g. Stasińska & Izotov 2003; Bresolin et al. 1999; Copetti et al. 1985). Idades similares têm também sido encontradas usando dados fotométricos no ótico de regiões H II gigantes (e.g. Mayya & Prabhu 1996). Efeitos de seleção podem explicar esta limitada variação de idade. Regiões H II mais novas, com até 1 milhão de anos, são difíceis de detectar no ótico, uma vez que elas estão geralmente no interior de nuvens moleculares empoeiradas que causam considerável extinção ótica. Nebulosas mais velhas, com mais de 5 milhões de anos, são também difíceis de observar, pois suas estrelas ionizantes massivas já esfriaram ou morreram (Garcia-Vargas et al. 1996; Copetti et al. 1986). Assim, a idade de 2 milhões anos foi

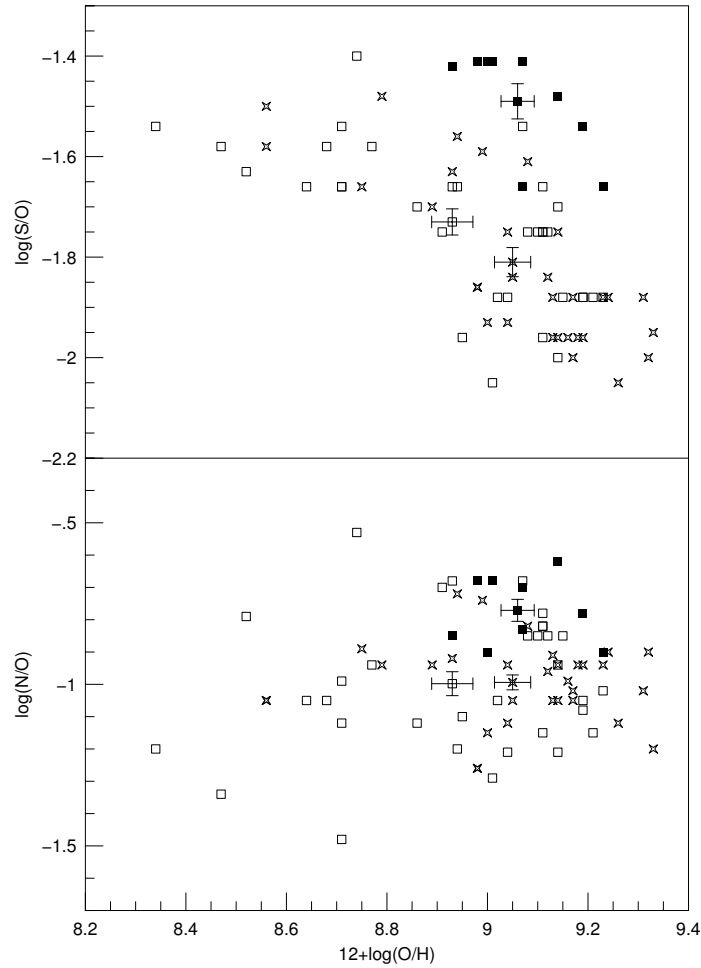


Figura 4.5: Razões de N/O e S/O vs. O/H para galáxias espirais em Virgem. Os quadrados cheios, vazados e as estrelas representam nossos resultados de abundância para nebulosas localizadas em galáxias com deficiência de gás, normais e intermediárias, respectivamente. As barras de erro representam os desvios padrões das médias para esses três grupos de objetos.

considerada como um valor típico para as nebulosas analisadas e, somente quando não foi possível ajustar os dados com esta idade, um valor diferente foi adotado. Assim, certamente uma maior variação de idade que a assumida está presente. Nós encontramos parâmetros de ionização na faixa de $-3.1 \leq \log U \leq -2.1$, em acordo com os valores para galáxias isoladas apresentados no capítulo 3.

Na figura 4.5 estão nossas estimativas de N/O e S/O vs. O/H para a mostra de regiões HII consideradas. Os pontos correspondendo às nebulosas em galáxias deficientes de gás populam a região superior direita deste diagrama, claramente indicando uma segregação de abundância. As galáxias deficientes de gás são em média mais abundantes em O/H, N/O e S/O por 0.25 dex em relação às normais.

As figuras 4.6, 4.7 e 4.8 mostram nossos resultados de abundância para O/H, N/O e S/O vs. a distância galactocêntrico normalizada pelo o raio efetivo da galáxia obtido de Skillman et al. (1996). Nestas figuras estão também os gradientes de O/H encontrados por Skillman et al. (1996) usando o índice R_{23} e a calibração de Edmunds & Pagel (1984), os gradientes de O/H e N/O obtidos usando o método- P por Pilyugin et al. (2002), como também os gradientes obtidos de seqüências de modelos de fotoionização por Henry et al. (1992, 1994) para NGC 4254 e NGC 4303. Os resultados de regressões lineares de nossos gradientes são mostradas na tabela 4.1. Devido ao pequeno número de regiões HII consideradas em NGC 4689, NGC 4571 e NGC 4501, as três galáxias deficientes de gás de nossa mostra, nenhum ajuste foi feito para estes objetos. Para estas galáxias, nossos modelos predizem valores de O/H intermediários aos obtidos via R_{23} e método- P . Para as galáxias com conteúdo intermediário e normal de gás, nossos gradientes de oxigênio são consistentes com aqueles obtidos via R_{23} e via modelos de fotoionização por Henry et al. (1992, 1994). Entretanto, nossas abundâncias de O/H são maiores que as obtidas por Pilyugin et al. (2002) usando o método- P . Uma discrepância similar foi apresentada no capítulo 3. Para NGC 4654, nosso gradiente de O/H é mais inclinado que os encontrados por outros autores.

Nós encontramos gradientes de N/O similares, mas um pouco menos inclinados que os obtidos via método- P e via os modelos de fotoionização de Henry et al. (1992, 1994). A maior discrepância entre estas estimativas de N/O foi para NGC 4654. Em relação a S/O, para NGC 4654, nós obtemos um gradiente positivo, enquanto para as outras galáxias nenhum claro gradiente foi encontrado. Infelizmente, somente NGC 4254 e NGC 4303 possuem seus gradientes de S/O estimados por Henry et al. (1992, 1994). Como pode ser visto na figura 4.8, nossas predições de S/O para estas duas galáxias são consistentes com as de Henry et al. (1992, 1994).

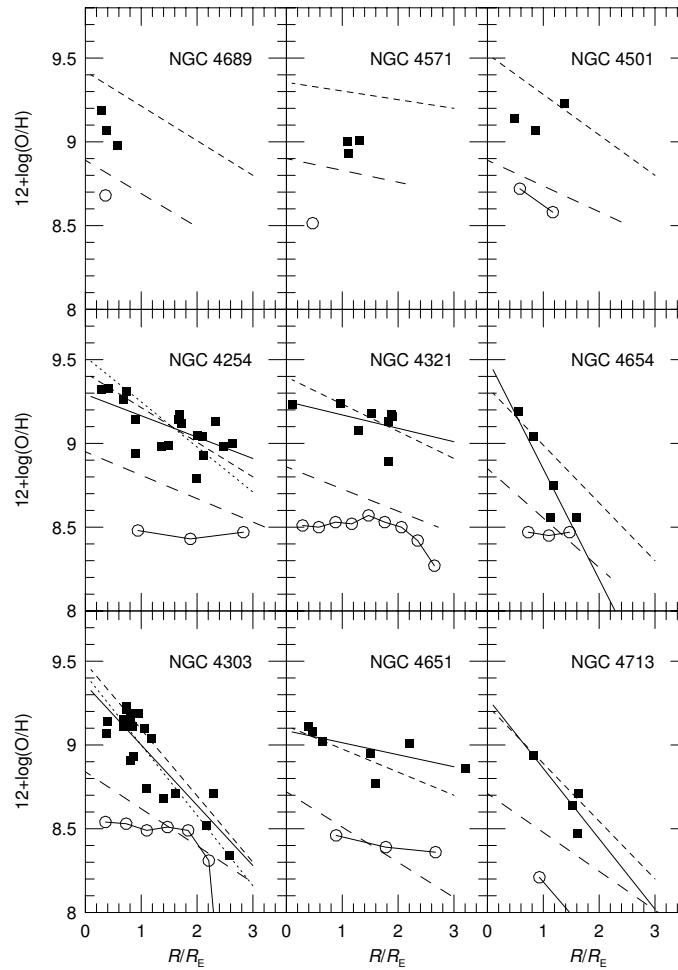


Figura 4.6: Abundâncias de oxigênio vs. a distância galactocêntrica normalizada em relação ao raio efetivo para nove galáxias espirais em Virgem. Linhas sólidas são regressões lineares das nossas estimativas, representadas por quadrados. As linhas com traços curtos representam os gradientes obtidos por Skillman et al. (1996) usando o índice R_{23} . Linhas com traços longos representam os gradientes obtidos via método- P por Pilyugin et al. (2002), enquanto que linhas pontilhadas representam gradientes obtidos de modelos de fotoionização por Henry et al. (1992, 1994). Círculos abertos conectados representam os modelos de evolução química selecionados (veja seção 4.4).

4.4 Comparação com modelos de evolução química

Com o objetivo de interpretar nossos resultados de abundância apresentados na seção 4.3 e verificar qual a causa da segregação de abundância encontrada, emprega-

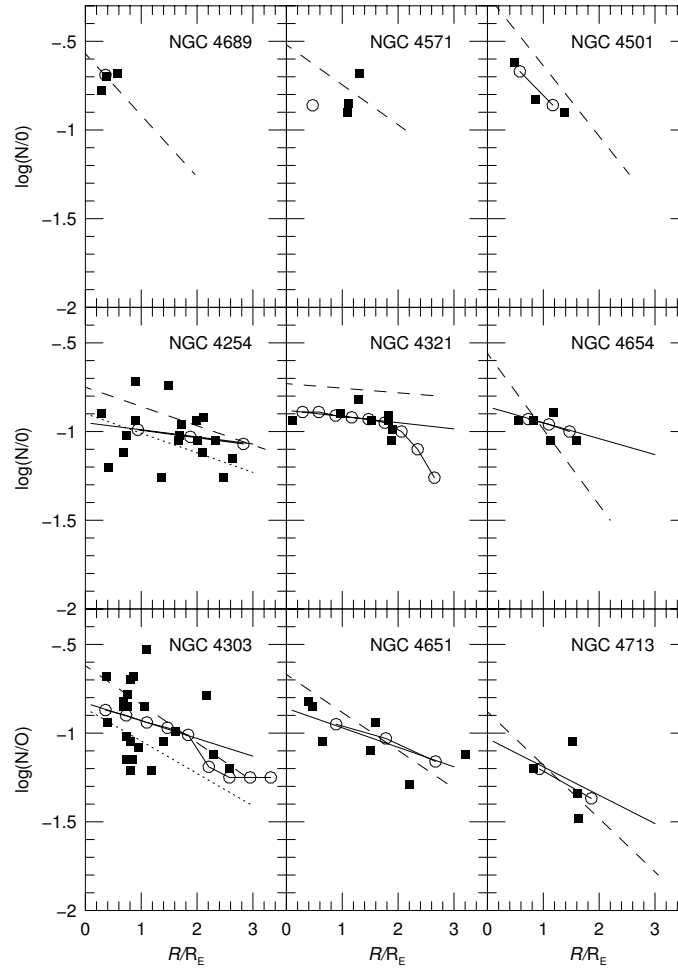


Figura 4.7: Mesmo que a figura 4.6, mas para $\log(N/O)$.

mos uma grade de modelos de evolução química multifase para galáxias (retirada do site <http://wwwae.ciemat.es/~mercedes>) feitos por Molla & Diaz (2005), a fim de reproduzir nossos resultados de abundância. Estes modelos têm a vantagem de usar poucos parâmetros de entrada: (i) a massa total da galáxia M_{gal} e (ii) as eficiências para formar nuvens moleculares (ϵ_{μ}) e estrelas (ϵ_H), as quais estão vinculadas por $\ln \epsilon_{\mu} / \ln \epsilon_H = 0.4$. Esta grade consiste de um conjunto de modelos representando galáxias com 44 diferentes massas e considerando 10 diferentes valores de eficiências. Estes modelos fornecem, entre outros parâmetros, abundâncias de 14 elementos ao

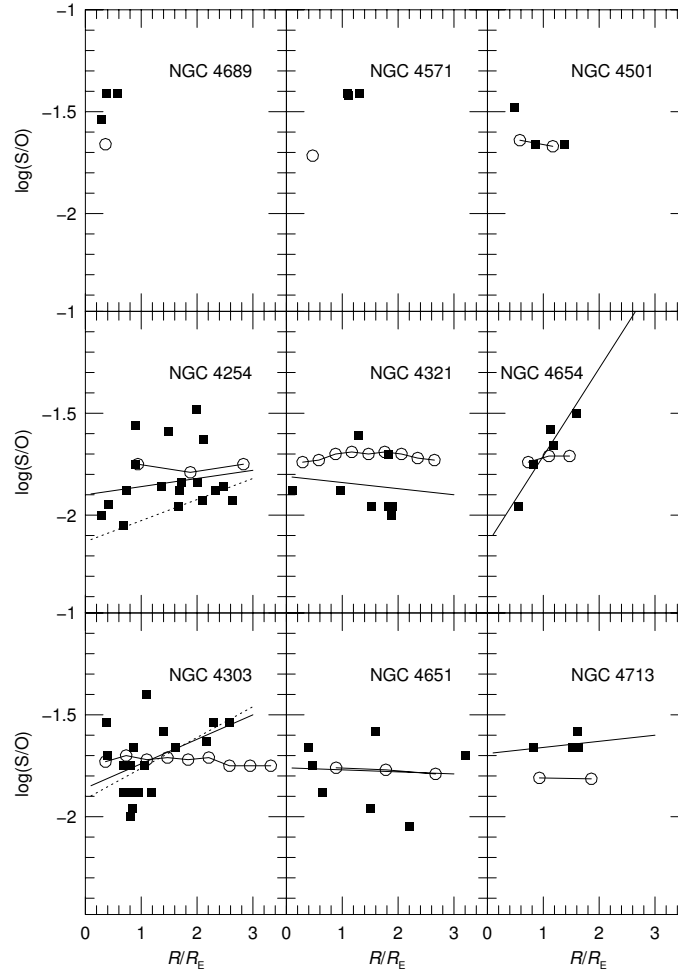


Figura 4.8: Mesmo que a figura 4.6, mas para $\log(S/O)$.

longo do disco galáctico, considerando um passo de 1 a 4 kpc, o qual depende de M_{gal} , sendo maior para as mais massivas e menor para as menos massivas.

Apresentamos a seguir a metodologia utilizada para selecionar os modelos de Molla & Diaz (2005) que melhor representam as galáxias analisadas neste trabalho. Inicialmente, selecionamos modelos com massas compatíveis com a da galáxia considerada (veja tabela 4.2). Para isto, usamos a tabela 1 de Molla & Diaz (2005), que relaciona M_{gal} com a velocidade de rotação máxima V_{max} , retirada de Skillman et al. (1996). Da tabela 5 de Molla & Diaz (2005), que relaciona abundância elementar

(em massa) com o tempo de colapso para formar o disco galáctico τ_{col} e as eficiências, selecionamos modelos com um dado τ_{col} e eficiências que resultam valores de N/O ao longo do raio galáctico, que melhor representam os gradientes de N/O mostrados na tabela 4.1.

Nós notamos que modelos de evolução com $\epsilon_{\mu} \geq 0.30$ e $\epsilon_H \geq 0.05$ produzem abundâncias similares. Estes são valores típicos para galáxias brilhantes (Molla & Diaz 2005), como as consideradas neste trabalho. Assim, valores de eficiência média de $\epsilon_{\mu} = 0.65$ e $\epsilon_H = 0.34$ foram adotados. Os modelos selecionados fornecem O/H, N/O, S/O e τ_{col} ao longo do disco de cada galáxia. Valores constantes de eficiência foram considerados ao longo do disco. Uma distância de 16.8 Mpc foi assumida para o aglomerado de Virgem.

A confiabilidade de determinações de abundâncias diretas em nebulosas ricas em metais é uma questão em aberto (veja seção 3.6). Molla & Diaz (2005) apontaram que seus modelos mostram ajustes ruins de abundâncias de O/H nas partes centrais de discos galácticos, uma vez que nestas regiões são medidos valores de O/H maiores que o nível de saturação de O/H nos modelos ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) \approx 9.0-9.1$), semelhantes aos derivados nas partes centrais das galáxias em Virgem. Entretanto, embora determinações de abundância de elementos individuais sejam incertas, as razões entre abundância de elementos pesados são mais precisas. De fato, abundâncias de N/O obtidas via modelo de fotoionização concordam com aquelas estimadas via determinações diretas de temperatura e via método-*P* (Pilyugin et al. 2003) para uma grande faixa de metalicidade (veja capítulo 3). Por causa disto, nós preferimos não usar O/H para ajustar os modelos aos nossos dados, mas N/O.

Nas figuras 4.6, 4.7 e 4.8, podemos ver que os modelos de evolução química reproduzem bem nossos gradientes de N/O e S/O, mas não o de O/H. O gradiente positivo derivado por nós para NGC 4654 não é reproduzido pelos modelos de evolução. Estimativas diretas da razão S/O (veja capítulo 3) não mostram dependência com a distância galactocêntrica. Assim, suspeitamos que o gradiente de S/O encontrado para NGC 4654 possa ser um artefato do procedimento de modelagem.

A tabela 4.2 apresenta os valores de τ_{col} ao longo do raio para as galáxias con-

Tabela 4.2: Tempo de colapso (τ_{col}) em 10^9 anos para $\epsilon_\nu = 0.65$ e $\epsilon_H = 0.34$.

Galáxia	Massa ($10^9 M_\odot$)	Raio (kpc)								
		2	3	4	6	8	9	12	15	18
NGC 4501	5274	—	—	1.8	—	2.9	—	—	—	—
NGC 4571	981	1.4	—	—	—	—	—	—	—	—
NGC 4689	1377	2.5	—	—	—	—	—	—	—	—
NGC 4254	5274	—	—	0.5	—	0.8	—	2.3	—	—
NGC 4321	1791	—	0.7	—	1.4	—	4.1	6.1	8.9	13.2
NGC 4654	1791	—	—	1.4	2.7	4.3	—	—	—	—
NGC 4303	2220	—	1.0	—	1.8	—	4.2	6.6	10.5	12.8
NGC 4651	3347	—	0.5	—	0.6	—	0.9	—	—	—
NGC 4713	608	0.5	—	—	—	—	—	—	—	—

sideradas. As galáxias localizadas no centro do aglomerado de Virgem tendem a apresentar valores de τ_{col} para um dado raio maior que as outras. Se nós considerarmos regiões internas como sendo aquelas para $R < 4$ kpc, galáxias com quantidades de gás deficiente, intermediária e normal têm um τ_{col} médio de 1.9, 0.86 e 0.66 10^9 anos, respectivamente. Galáxias com baixa massa tendem a formar seus discos em uma escala de tempo maior que as com alta massa (Molla & Diaz 2005). Entretanto, como não existe correlação entre M_{gal} e o conteúdo de gás nas galáxias analisadas, o resultado acima é uma indicação de que o denso ambiente existente no núcleo do aglomerado de Virgem pode inibir a queda de gás do halo para o disco, resultando em uma maior metalicidade, como apontado por Shields et al. (1991) e Skillman et al. (1996).

Pilyugin et al. (2002) calcularam modelos detalhados de evolução química para as galáxias NGC 4303, NGC 4321 e NGC 4501. Eles encontraram que as regiões internas de NGC 4501 e NGC 4321 tiveram uma forte queda de gás durante os primeiros 2×10^9 anos, terminando em 5×10^9 anos, e que NGC 4303 apresenta uma queda de gás mais lenta, que dura até hoje. Para todas as galáxias analisadas por Pilyugin et al. (2002), derivamos um menor τ_{col} que os derivados por eles. Nossa análise não se estende às espirais de campo. Assim, não podemos confirmar o resultado encontrado

por Pilyugin et al. (2002) de que algumas galáxias isoladas evoluem de igual forma que as localizadas no aglomerado de Virgem.

Capítulo 5

Conclusão

Neste trabalho, apresentamos um estudo de gradientes de abundâncias em uma amostra de quatro galáxias espirais barradas isoladas e de nove espirais localizadas no aglomerado de Virgem.

Os gradientes de abundância foram obtidos utilizando-se modelos de fotoionização com o objetivo de reproduzir linhas fortes de regiões H II nas galáxias consideradas. No caso de galáxias no aglomerado de Virgem, interpretamos nossos resultados através da comparação entre os gradientes de abundância derivados e modelos de evolução química. Abaixo estão os principais resultados obtidos.

1. Nosso trabalho corrobora a idéia de que os gradientes observados de intensidades de linhas de regiões H II no disco de galáxias espirais são causados principalmente por gradiente negativo de metais e, secundariamente, por um aumento na temperatura efetiva da estrela ionizante com a distância galactocêntrica.
2. Para as galáxias isoladas, nós encontramos um gradiente positivo de T_{eff} de $\Delta T_{\text{eff}}/\Delta R = (400 \pm 112) \text{ K kpc}^{-1}$, que indica uma anticorrelação de T_{eff} com Z . Encontramos parâmetros de ionização na faixa $-3.0 < \log U < -2.3$.

3. NGC 1365 não apresentou uma quebra no gradiente de O/H como apontado por outros autores. Derivamos valores constantes de $\log S/O \approx -1.50$ ao longo do disco desta galáxia.
4. Em NGC 925, embora o indicador de abundância do oxigênio R_{23} se mostre constante para distâncias galactocêntricas $R > 6$ kpc, nossos modelos não indicam nenhuma quebra nos gradientes de abundâncias.
5. NGC 1073 parece ser superabundante em N/O quando comparada a uma amostra de galáxias com abundâncias de oxigênio similares. Este resultado pode ter sido produzido por uma distinta evolução química provocada pelo encontro com outra galáxia.
6. Nossos resultados indicam uma dependência de N/O com O/H mais forte a altas metalicidades que a predita por modelos de evolução química.
7. Nossos resultados concordam com a idéia de que a razão S/O independe de O/H.
8. As galáxias deficientes de gás no aglomerado de Virgem são superabundantes em O/H, N/O e S/O por um fator de 0.25 dex em relação às galáxias com conteúdo intermediário ou normal de gás.
9. A segregação de abundâncias encontrada no aglomerado de Virgem parece ser uma indicação de que o denso ambiente existente no centro deste inibe a queda de gás do halo para o disco de galáxias aí localizadas.

Capítulo 6

Problemas e Perspectivas futuras

Como um extensão do trabalho apresentado anteriormente, estamos buscando entender melhor os gradientes de abundâncias em galáxias espirais barradas, uma vez que este assunto parece controverso. Os resultados de Zaritsky et al. (1994) e Vila-Costas & Edmunds (1992) sugerindo que espirais barradas possuem uma inclinação menor em seus gradientes de oxigênio parecem inconclusivos, uma vez que:

- As amostras de galáxias utilizadas por Zaritsky et al. (1994) e Vila-Costas & Edmunds (1992) consistem em aproximadamente 30 objetos, com somente 15 % sendo espirais barradas, número insuficiente para uma análise estatística.
- Zaritsky et al. (1994) e Vila-Costas & Edmunds (1992) utilizaram calibrações empíricas e métodos não homogêneos (no caso Vila-Costas & Edmunds 1992) para estimar abundâncias químicas, o que pode gerar resultados imprecisos.
- Como vimos anteriormente, os modelos de Molla & Diaz (2005) mostram que galáxias massivas tendem a exibir gradientes de abundâncias mais inclinados que os das galáxias menos massivas. Assim, ao analisarmos a diferença entre inclinações de gradientes de galáxias barradas e não barradas temos que considerar as massas destas, o que não foi feito por Zaritsky et al. (1994) e

Vila-Costas & Edmunds (1992).

Além disso, quebras nos gradientes de abundância encontradas, por exemplo, por Roy & Wals (1997), como vimos, parecem não estarem corretas.

O que propomos como extensão do presente trabalho é analisar a influência de barras em galáxias espirais levando em consideração suas massas e obtendo abundâncias de uma forma homogênea, empregando modelos de fotoionização com o objetivo de reproduzir intensidades de linhas de emissão de regiões H II individualmente. No momento já dispomos de alguns resultados preliminares (Dors & Copetti, em preparação), indicando que a presença de barra produz um aumento na razão N/O de aproximadamente 0.4 dex para pequenos raios galactocêntricos independentemente das massas das galáxias comparadas, enquanto que os gradientes de O/H parecem ser os mesmos para espirais barradas e não barradas. Do ponto de vista observacional, pretendemos aumentar o número de determinações de medidas diretas de abundâncias em galáxias espirais. Para isso, vamos submeter um pedido de tempo no telescópio Gemini para realizar espectroscopia de fenda longa de regiões H II localizadas em algumas galáxias espirais barradas e não barradas.

Bibliografia

- [1] Acharova, I. A., Lépine, J. R. D., Mishurov, Y. N. 2005, MNRAS, 359, 819
- [2] Afflerbach, A., Churchwell, E., Werner, M. W. 1997, ApJ, 478, 190
- [3] Andrievsky, S. M., Luck, R. E., Martin, P., Lépine, J. R. D. 2004, A&A, 413, 159
- [4] Allende Prieto, C., Lambert, D. L., Asplund, M. 2001, ApJ, 556, 63
- [5] Alloin, D., Collin-Souffrin, S., Joly, M., Vigroux, L. 1979, A&A, 78, 200
- [6] Alloin, D., Edmunds, M. G., Lindblad, P. O., Pagel, B. E. J. 1981, A&A, 101, 377
- [7] Boissier, S., Prantzos, N. 2000, MNRAS, 312, 398
- [8] Boselli, A., & Gavazzi, G. 2006, PASP, 118, 517
- [9] Bresolin, F., Garnett, D. R., Kennicutt, R. C. 2004, ApJ, 615, 228
- [10] Bresolin, F., Kennicutt, R. C., Garnett, D. R. 1999, ApJ, 510, 104
- [11] Campbell, A. 1988, ApJ, 335, 644
- [12] Chamaraux, P., Balkowski, C., Gérard, E. 1980, A&A, 83, 38
- [13] Castellanos, M., Diaz, A. I., Terlevich, E. 2002, MNRAS, 329, 315
- [14] Cayate, V., Kotanyi, C., Balkowski, C., van Gorkom, J. H. 1994, AJ, 100, 604

- [15] Cedrés, B., Urbaneja, M. A., Cepa, J. 2004, *A&A*, 422, 511
- [16] Cedrés, B. & Cepa, J. 2002, *A&A*, 391, 809
- [18] Clayton, D. D. 1987, *ApJ*, 315, 451
- [18] Clayton, D. D. 1988, *MNRAS*, 234, 1
- [19] Considère, S., Coziol, R., Contini, T., Davoust, E. 2000, *A&A*, 356, 89
- [20] Copetti, M. V. F., Pastoriza, M. G., Dottori, H. A. 1986, *A&A*, 156, 111
- [21] Copetti, M. V. F., Pastoriza, M. G., Dottori, H. A. 1985, *A&A*, 152, 427
- [22] Crockett, N. R., Garnett, D. R., Massey, P., Jacoby, G. 2006, *ApJ*, 637, 741
- [23] Deharveng, L., Peña, M., Caplan, J., Costero, R. 2000, *MNRAS*, 311, 329
- [24] Deharveng, L., Caplan, J., Leuquex, J. et al. 1988, *A&AS*, 73, 407
- [25] Daflon, S., & Cunha, K. 2004, *ApJ*, 617, 1115
- [26] Dors, O. L., & Copetti, M. V. F. 2006, *A&A*, 452, 473
- [27] Dors, O. L., & Copetti, M. V. F. 2005, *A&A*, 437, 837
- [28] Dors, O. L., & Copetti, M. V. F. 2003, *A&A*, 404, 969
- [29] Edmunds, M. G., & Pagel, B. E. J. 1984, *MNRAS*, 211, 507
- [30] Edmunds, M. G., & Roy, J. R. 1993, *MNRAS*, 261, L17
- [31] England, M. N., Gottesman, S. T., Hunter, J. H. 1990, *ApJ*, 348, 456
- [32] Ercolano, B., Wesson, R., Zhang, Y. et al. 2004, *MNRAS*, 354, 558
- [33] Ercolano, B., Barlow, M. J., Storey, P. J., Liu, X. W. 2003, *MNRAS*, 340, 1136
- [34] Evans, I. N., & Dopita, M. A. 1987, 319, 622

- [35] Evans, I. N. 1986, *ApJ*, 309, 544
- [36] Ferland, G. J. 2002, *Hazy*, a brief introduction to Cloudy 96.03, Univ. Kentucky, Dept. Phys., Astron. internal report
- [37] Ferguson, A. M. N., Gallagher, J. S., Wyse, R. F. G. 1998, *AJ*, 116, 673
- [38] Friedli, D. 1999, In: Beckman J. E., Mahoney T.J. (eds) *ASP Conference Serie Volume 187*, p. 88
- [41] Friedli, D., & Benz, W. 1995, *A&A*, 301, 649
- [40] Friedli, D., Benz, W., Kennicutt, R. C. 1994, *ApJ*, 430, 105
- [41] Friedli, D., & Benz, W. 1993, *A&A*, 268, 65
- [42] García-Vargas, M. L., Bressan, A., Díaz, A. I. 1996, *A&AS*, 112, 13
- [43] Garnett, D. R., Kennicutt, R. C., Bresolin, F. 2004, *ApJ*, 607, L21
- [44] Garnett, D. R., Shields, G. A., Peimbert, M. et al. 1999, *ApJ*, 513, 168
- [45] Garnett, D. R., Shields, G. A., Skillman, E. D., Sagan, S. P., Dufour, R. J. 1997, *ApJ*, 489, 63
- [46] Garnett, D. R., Dufour, R. J., Peimbert, M. et al. 1995, *ApJ*, 449, 77
- [47] Garnett, D. R., & Kennicutt, R. C. 1994, *ApJ*, 426, 123
- [48] Garnett, D. R. 1989, *ApJ*, 345, 282
Gavilán, M., Buell, J. F.; Mollá, M. 2005, *A&A*, 432, 861
- [49] Giovanelli, R., & Haynes, M. 1985, *ApJ*, 292, 404
- [50] Grevesse, N., & Sauval, A. 1998, *Space Sci. Rev.*, 85, 161
- [51] Gunn, J. E., & Gott, J. R. 1972, *ApJ*, 176, 1
- [52] Haynes, M. P. 1990, in *Cluster of Galaxies*, ed. W. R. Oegede, M. J. Fitchett & L. Danly (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 177

- [53] Haywood, M., Robin, A. C., Cr ez e, M. 1997, *A&A*, 320, 440
- [54] Henry, R. B. C., Edmunds, M. G., K oppen, J. 2000, *ApJ*, 541, 660
- [55] Henry, R. B. C., & Howard, J. W. 1995, *ApJ*, 438, 170.
- [56] Henry, R. C. B., Pagel, B. E. J., Chincarini, G. L. 1994, *MNRAS*, 266, 421
- [57] Henry, R. B. C. 1993, *MNRAS*, 261, 306
- [58] Henry, R. C. B., Pagel, B. E. J., Lasserter, D. F., Chincarini, G. L. 1992, *MNRAS*, 258, 321
- [59] Holweger, H. 2001, in *Solar and Galactic Composition*, ed. R. F. Wimmer-Scewingruber, AIP Conference Series (New York Springer), 598, 23
- [60] Hubeny, I., & Lanz, T. 1995, *ApJ*, 439, 875
- [61] Izotov, Y. I., Stasi nska, G., Guseva, N. G., Thuan, T. X. 2004, *A&A*, 415, 87
- [62] Kennicutt, R. C., Bresolin, F., Garnett, D. R. 2003, *ApJ*, 591, 801
- [63] Kennicutt, R. C., Bresolin, F., French, H., Martin, P. 2000, *ApJ*, 537, 589
- [64] Kennicutt, R. C., & Garnett, D. R. 1996, *ApJ*, 456, 504
- [65] Kewley, L. J., & Dopita, M. A. 2002, *ApJSS*, 142, 35
- [66] Kingdon, J. B., & Ferland, G. J. 1995, *ApJ*, 450, 691
- [67] Kinkel, U., & Rosa, M. R. 1994, *A&A*, 282, L37
- [68] Kobulnicky, H. A., Kennicutt, R. C., Pizagno, J. L. 1999, *ApJ*, 514, 544
- [69] Koopmann, R. A., & Kenney, J. D. P. 2004, *ApJ*, 613, 851
- [72] Krabbe, A. C., & Copetti, M. V. F. 2006, *A&A*, 450, 159
- [72] Krabbe, A. C., & Copetti, M. V. F. 2005, *A&A*, 443, 981

- [72] Krabbe, A. C., & Copetti, M. V. F. 2002, *A&A*, 387, 295
- [73] Lanz, T., & Hubeny, I. 2003, *ApJSS*, 146, 417
- [74] Larson, R. B. 1972, *NaturePhys.Sci.*, 236, 7
- [75] Liu, X. -W., Storey, P. J., Barlow, M. J. et al. 2000, *MNRAS*, 312, 585
- [76] Liu, X. -W., Luo, S.-G., Barlow, M. J., Danziger, I. J., Storey, P. J. 2001, *MNRAS*, 327, 141
- [77] Liu, Y., Liu, X. -W, Barlow, M. J, Luo, S. -G. 2004, 353, 1251
- [78] Leitherer, C., Schaerer, D., Goldader, J. D. et al. 1999, *ApJS*, 123, 3
- [79] Leitherer, C., & Heckmam, T. M. 1995, *ApJS*, 96, 9
- [80] Leitherer, C. 1994, *Reviews in Modern Astronomy*, Vol. 7, presented at the Annual meeting of the Astronomische Gesellschaft. Bochum, October 1993
- [81] Lequeux, J. 1983, *A&A*, 125, 394
- [82] Lynden-Bell, D. 1975, *Vistas in Astr.*, 19, 299
- [83] Maciel, W. J., Costa, R. D. D., Uchida, M. M. M. 2003, *A&A*, 397, 667
- [84] Maeder, A. 1992, *A&A*, 264, 105
- [85] McGaugh, S. S. 1991, *ApJ*, 380, 140
- [86] Martin, P., & Roy, J. R. 1995, *ApJ*, 445, 161
- [87] Martin, P., & Roy, J. R. 1994, *ApJ*, 424, 599
- [88] Massey, P., & Hunter, D. A. 1998, *ApJ*, 493, 180
- [89] Mas-Hesse, J. M., & Kunth, D. 1991, *A&AS*, 88, 399
- [90] Mayya, Y.D., & Prabhu, T. P. 1996, *AJ*, 111, 125

- [91] McCall, M. L., Rybski, P. M., Shields, G. A. 1985, *ApJS*, 57, 1
- [92] Meyer, D. M., Jura, M., Cardelli, J. A. 1998, *ApJ*, 493, 222
- [93] Mihalas, D. 1972, *Non-LTE Model Atmospheres for B and O stars*, NCAR TN/STR-76
- [94] Mishurov, Yu. N., Lépine, J. R. D., Acharova, I. A. 2002, *ApJ*, 571, L113
- [95] Ma, J., Zhou, X., Chen, J. 2004, *A&A*, 413, 563
- [96] Maciel, W. J., Lago, L. G., Costa, R. D. D. 2005, *A&A*, 433, 127
- [97] Mollá, M., & Diaz, A. I. 2005, *MNRAS*, 358, 521
- [98] Monteverde, M. I., Herrero, A., Lennon, D. J. 2000, *ApJ*, 545, 813
- [99] Monteverde, M. I., Herrero, A., Lennon, D. J., Kudritzki, R. P. 1997, *ApJ*, 474L, 107
- [100] Morisset, C., Stasińska, G., Peña 2005, *MNRAS*, 361, 813
- [101] Morisset, C. 2004, *ApJ*, 601, 858
- [102] Morisset, C., Schaerer, D., Bouret, J. C., Martins, F. 2004, *A&A*, 415, 577
- [103] Morisset, C., Schaerer, D., Martín-Hernández, N. L. et al. 2002, *A&A*, 386, 558
- [104] Moos, H. W., Sembach, K. R., Vidal-Madjar, A. et al. 2002, *ApJS*, 140, 3
- [105] Newton, K. 1980, *MNRAS*, 190, 689
- [106] Oey, M. S., & Kennicutt, R. C. 1993, *ApJ*, 411, 137
- [107] Pagel, B. E. J., Simonson, E. A., Terlevich, R. J., Edmunds, M. G. 1992, *MNRAS*, 255, 325
- [108] Pagel, B. E. J., Edmunds, M. G., Blackwell, D. E., Chun, M. S., Smith, G. 1979, *MNRAS*, 189, 95

- [109] Pauldrach, A. W. A., Hoffmann, T. L., Lennon, M. 2001, A&A, 375, 161
- [110] Peimbert, A., Peimbert, M. 2005, RMxAC, 23, 9
- [111] Peimbert, A. 2003, ApJ, 584, 735
- [112] Peimbert, M. 1979, In *The Large-Scale Characteristics of the Galaxy, IAU Symp*, 84, 307, ed. Burton, W. B., Reidel, Dordrecht, Holland.
- [113] Peimbert, M. 1967, ApJ, 150, 825
- [114] Pérez-Montero, E., Diaz, A. I., Vilchez, J. M., Kehrig, C. 2006, A&A, 449, 193
- [115] Persic, M., Salucci, P., Steel, F. 1996, MNRAS, 281, 27
- [116] Pilyugin, L. S., Thuan, T. X., Vilchez, J. M. 2006, astro-ph/0601122
- [117] Pilyugin, L. S., Contini, T., Vilchez, J. M. 2004, A&A, 423, 427
- [118] Pilyugin, L. S., Thuan, T. X., Vilchez, J. M. 2003, A&A, 397, 487
- [119] Pilyugin, L. S., Ferrini, F., Shkvarun, R. V. 2003a, A&A, 401, 557
- [120] Pilyugin, L. S. 2003a, A&A, 399, 1003
- [121] Pilyugin, L. S. 2003b, A&A, 397, 109
- [122] Pindao, M., Schaerer, D., González Delgado, R. M., Stasińska, G. 2002, A&A, 394, 443
- [123] Pilyugin, L. S., Mollá, M., Ferrini, F., Vilchez, J. M. 2002, A&A, 383, 14
- [124] Pilyugin, L. S. 2001, A&A, 369, 594
- [125] Pilyugin, L. S. 2001b, A&A, 373, 56
- [126] Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., Flannery, B. P. 1992, *Numerical Recipes*, Cambridge University Press; Cambridge
- [127] Rayo, J. F., Peimbert, M., Torres-Peimbert, S. 1982, ApJ, 255, 1

- [128] Rolleston, W. R. J., Smartt, S. J., Dufton, P. L., Ryans, R. S. I. 2000, *A&A*, 363, 537
- [129] Roy, J. R., & Walsh, J. R. 1997, *MNRAS*, 288, 715
- [130] Rubin, R. H., Martin, P. G., Dufour, R. J. et al. 2003, *MNRAS*, 340, 362
- [131] Ruiz, M. T., Peimbert, A., Peimbert, M., Esteban, C. 2003, *ApJ*, 595, 247
- [132] Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- [133] Searle, L. 1971, *ApJ*, 168, 327
- [134] Sellwood, J. A., Wilkinson, A. 1993, *Rep. Prog. Phys.*, 56, 173
- [135] Scowen, P. A., Dufour, R. J., Hester, J. J. 1992, *AJ*, 104, 92
- [136] Shaver, P. A., McGee, R. X., Newton, L. M., Danks, A. C., Pottasch, S. R. 1983, *MNRAS*, 204, 53
- [137] Shlosman, I. 1992, *ASPC*, 31, 335
- [138] Schmidt, M. 1963, *ApJ*, 137, 758
- [139] Shields, G. A., Skillman, E. D., Kennicutt, R. C. 1991, *ApJ*, 371, 82
- [140] Shields, G. A. 1986, *PASP*, 98, 1072
- [141] Shields, G. A., & Searle, L. 1978, *ApJ*, 222, 821
- [142] Shields, G. A., & Tinsley, B. M. 1976, *ApJ*, 203, 66
- [143] Skillman E. D., Kennicutt, R. C., Shields, G. A., Zaritsky, D. 1996, *ApJ*, 462, 147
- [144] Smith, H. E. 1975, *ApJ*, 199, 591
- [145] Sommer-Larsen, J., Yoshii, Y. 1989, *MNRAS*, 238, 133
- [146] Stasińska, G. 2005, *A&A*, 434, 507

- [148] Stasińska, G., Izotov, I. 2003, A&A, 397, 71
- [148] Stasińska, G. 2002, RMxAC, 14, 25
- [149] Stasińska, G. 1980, A&A, 84, 320
- [150] Stasińska, G. 1978, A&AS, 32, 429
- [151] Talbot, R. J., & Arnett, W. D. 1971, 170, 409
- [152] Tiede, G. P., Sarajedini, A., Barker, M. K. 2004, 128, 224
- [153] Tinsley, B. M. 1980, Fund. Cosmic Phys., 5, 287
- [154] Tsamis, Y. G., Barlow, M. J., Liu, X. -W., Danziger, I. J., Storey, P. J. 2003, MNRAS, 338, 687
- [155] Torres-Peimbert, S., Peimbert, M., Fierro, J. 1989, ApJ, 345, 186
- [156] Urbaneja, M. A., Herrero, A., Bresolin, F. 2003, ApJ, 584L, 73
- [157] van den Bergh, S. 1976, ApJ, 206, 883
- [158] van Hoof, P. A. M., Weingartner, J. C., Martin, P. G., Volk, K., Ferland, G. J. 2001, in ASP Conf. Ser. 247, *Challenges of Photoionized Plasmas*, ed. G. Ferland & D. Savin (San Francisco: ASP), 363
- [159] van Zee, L., Salver, J. J., Haynes, M. P., O'Donoghue, A. A., Balonek, T. J. 1998, AJ, 116, 2805
- [160] Viegas, S. M. 2002, RMxAC, 12, 219
- [165] Vila-Costas, M. B., & Edmunds, M. G. 1993, MNRAS, 265, 199
- [162] Vilchez, J. M., & Pagel, B. E. J. 1988, MNRAS, 231, 257
- [163] Vilchez, J. M., Pagel, B. E. J., Diaz, A. I., Terlevich, E., Edmunds, M. G. 1988, MNRAS, 235, 633

-
- [164] Vila-Costas, M. B., & Edmunds, M. G. 1992, MNRAS, 259, 121
- [165] Vila-Costas, M. B., & Edmunds, M. G. 1993, MNRAS, 265, 199
- [166] Vollmer, B. 2003, A&A, 398, 525
- [167] Vollmer, B., Cayatte, V., Balkowski, C., Duschl, W. J. 2001, ApJ, 561, 708
- [168] Yoshida, M., Yagi, M., Okamura, S. 2002, ApJ, 567, 118 127, 90
- [169] Zaritsky, D. 1992, ApJ, 390, L73
- [170] Zaritsky, D., Kennicutt, R. C., Huchra, J. P. 1994, ApJ, 420, 87
- [171] Warmels, R. H. 1988, ApJSS, 72, 427
- [172] Wood, K., Mathis, J. S.; Ercolano, B. 2004, MNRAS, 348, 1337
- [173] Woosley, S. E., & Weaver, T. A. 1995, ApJS, 101, 181

Apêndice A

Tabelas

Tabela A.1: Parâmetros dos modelos usados no capítulo 4

Região H II	$M_{\text{up}} (M_{\odot})$	A (Myr)	$\log U$	$12+\log(\text{O}/\text{H})$	$\log(\text{N}/\text{O})$	$\log(\text{S}/\text{O})$
NGC 4501						
+018, +012	30	2.0	-2.50	9.14	-0.62	-1.48
-043, -005	30	2.0	-2.70	9.07	-0.83	-1.66
-068, +093	30	2.0	-2.40	9.23	-0.90	-1.66
NGC 4571						
-017, -062	30	2.0	-2.30	9.01	-0.68	-1.41
+055, +018	30	2.0	-2.45	8.93	-0.85	-1.42
-010, +050	30	1.5	-2.30	9.00	-0.90	-1.41
NGC 4651						
+014, +007	30	2.0	-2.55	9.11	-0.82	-1.66
+001, -014	30	2.0	-2.55	9.08	-0.85	-1.75
-026, +001	40	2.0	-2.50	9.02	-1.05	-1.88
+048, -023	40	2.0	-2.45	8.95	-1.10	-1.95
-059, -013	40	2.0	-2.70	8.77	-0.94	-1.58
-077, -043	40	2.0	-2.87	9.01	-1.29	-2.05
+0131, +021	40	2.0	-2.55	8.86	-1.12	-1.70
NGC 4654						
-068, +033	40	2.0	-2.62	8.75	-0.89	-1.66
-034, -056	40	2.0	-2.45	8.56	-1.05	-1.50
-055, +051	40	2.0	-2.50	8.56	-1.05	-1.58
-042, +035	40	2.0	-2.70	8.95	-0.94	-1.75
+015, -029	40	2.0	-2.54	9.19	-0.94	-1.96
NGC 4689						
+016, -018	30	2.0	-2.45	9.07	-0.70	-1.41
-028, -019	30	2.0	-2.30	8.98	-0.68	-1.42
+014, +010	30	2.0	-2.50	8.96	-0.89	-1.41
NGC 4713						
-019, -022	40	2.0	-2.25	8.64	-1.05	-1.66
+012, -028	40	2.0	-2.45	8.71	-1.48	-1.66
+005, +014	40	2.0	-2.45	8.94	-1.20	-1.66
+042 -002	40	2.0	-2.65	8.47	-1.34	-1.58
NGC 4254						
-011, -018	30	2.0	-3.00	9.33	-1.20	-1.96
+031, -011	30	2.0	-3.00	9.26	-1.12	-2.05
-031, -022	30	2.0	-2.60	9.31	-1.02	-1.88
-007, -066	30	2.0	-2.65	9.21	-1.12	-1.88
+080, -016	40	2.0	-2.86	9.14	-1.05	-1.96
-039 -076	40	2.0	-2.70	9.17	-1.02	-1.88
-039, -092	40	2.0	-2.40	8.79	-0.94	-1.48

Tabela A.2: — *Continuação*

Região H II	$M_{\text{up}} (M_{\odot})$	A (Myr)	$\log U$	$12+\log(\text{O}/\text{H})$	$\log(\text{N}/\text{O})$	$\log(\text{S}/\text{O})$
+025, +100	40	2.0	-2.88	9.04	-1.12	-1.93
+106, +019	40	2.0	-2.50	8.93	-0.92	-1.63
-117, -002	40	2.0	-2.86	9.13	-1.05	-1.88
+077, +101	40	2.0	-2.67	8.98	-1.26	-1.86
+090, +102	40	2.0	-2.97	9.00	-1.15	-1.93
+013, +006	30	2.0	-2.90	9.32	-0.90	-2.00
-005, +042	40	2.0	-3.12	9.14	-0.94	-1.75
+055, -042	40	2.0	-2.40	8.99	-0.74	-1.59
-047, -075	40	2.0	-2.80	9.12	-0.96	-1.84
+102, +015	40	2.0	-2.66	9.05	-1.05	-1.84
NGC 4303						
+021, -007	30	2.0	-2.45	9.14	-0.94	-1.70
-001, +045	30	2.0	-2.60	9.15	-0.85	-1.88
-013, -044	30	2.0	-2.40	9.11	-0.82	-1.75
-014, +048	30	2.0	-2.30	9.11	-0.78	-1.75
+046, +006	30	2.0	-2.60	9.12	-0.85	-1.75
+032, -040	40	2.0	-2.58	8.91	-0.70	-1.75
+0.22, +067	30	2.0	-2.65	9.10	-0.85	-1.75
-049, -094	40	2.0	-2.35	8.71	-0.99	-1.66
-110, +075	40	2.0	-2.10	8.52	-0.79	-1.63
+010, -044	30	2.0	-2.60	9.21	-1.15	-1.88
-013, -044	30	2.0	-2.60	9.23	-1.02	-1.88
+045, -008	30	2.0	-2.60	9.14	-1.21	-2.00
-025, -042	30	2.0	-2.60	9.19	-1.08	-1.88
+031, -040	40	2.0	-2.80	9.11	-1.15	-1.96
+043, -026	30	2.0	-2.55	8.93	-0.68	-1.66
+016, -057	30	2.0	-2.60	9.19	-1.08	-1.88
+005, -073	30	2.0	-2.70	8.74	-0.53	-1.40
-008, -089	30	2.0	-2.25	8.68	-1.05	-1.58
-070, +140	100	1.5	-3.10	8.34	-1.20	-1.54
NGC 4321						
+034, +145	40	2.0	-3.00	9.16	-0.99	-1.96
-001, -066	30	2.0	-2.50	8.86	-0.82	-1.38
+013, +102	40	2.0	-2.50	9.08	-0.82	-1.61
-032, +147	40	2.0	-2.72	8.89	-0.94	-1.70
-131, -027	40	2.0	-2.70	9.13	-0.91	-1.96
+029, +146	40	2.0	-2.90	9.17	-1.05	-2.0
+008, -004	30	2.0	-2.90	9.23	-0.94	-1.88
+032, -074	30	2.0	-2.90	9.24	-0.90	-1.88
-114, +010	40	2.0	-3.00	9.18	-0.94	-1.96

Tabela A.3: Intensidades de linhas de emissão previstas e observadas em relação a $H\beta=1.0$, para galáxias analisadas no capítulo 4.

Região H II	[O II] λ 3726+ λ 3729		[O III] λ 5007		[N II] λ 6584		[S II] λ 6716+ λ 6731	
	Obs.	Mod.	Obs.	Mod.	Obs.	Mod.	Obs.	Mod.
NGC 4501								
+018, +012	0.22(0.07)	0.30	≤ 0.09	0.03	0.85(0.07)	0.80	0.41(0.08)	0.50
-043, -005	1.00(0.12)	1.00	≤ 0.09	0.09	0.94(0.07)	1.00	0.63(0.07)	0.71
-068, +093	0.63(0.08)	0.69	≤ 0.06	0.02	0.89(0.06)	0.86	0.30(0.08)	0.60
NGC 4571								
-017, -062	0.58(0.07)	0.58	0.04(0.02)	0.08	0.85(0.07)	0.88	0.58(0.07)	0.58
+055, +018	1.07(0.12)	1.11	0.12(0.07)	0.13	0.81(0.08)	0.83	0.75(0.09)	0.85
-010, +050	0.69(0.11)	0.75	0.15(0.15)	0.14	0.56(0.06)	0.57	0.52(0.08)	0.59
NGC 4651								
+014, +007	1.17(0.11)	1.10	0.10(0.04)	0.12	1.17(0.07)	1.09	0.72(0.06)	0.68
+001, -014	1.63(0.14)	1.69	0.17(0.03)	0.18	1.25(0.08)	1.26	0.61(0.05)	0.66
-026, +001	2.66(0.21)	2.68	0.89(0.05)	0.92	0.74(0.05)	0.72	0.47(0.04)	0.43
+048, -023	3.23(0.26)	3.33	1.23(0.08)	1.27	0.61(0.07)	0.65	0.29(0.09)	0.34
-059, -013	2.98(0.24)	2.99	1.25(0.07)	1.32	0.71(0.07)	0.74	0.74(0.07)	0.82
-077, -043	3.86(0.30)	3.87	0.62(0.04)	0.62	0.54(0.04)	0.64	0.51(0.04)	0.52
+0131, +021	2.85(0.23)	2.90	0.99(0.06)	0.96	0.59(0.08)	0.58	0.63(0.09)	0.60
NGC 4654								
-068, +033	2.97(0.23)	3.00	0.82(0.04)	0.92	0.91(0.05)	0.92	0.65(0.04)	0.64
-034, -056	3.06(0.24)	2.92	1.35(0.07)	1.32	0.47(0.05)	0.49	0.61(0.07)	0.60
-055, +051	3.27(0.26)	3.29	1.31(0.07)	1.33	0.52(0.05)	0.53	0.57(0.05)	0.57
-042, +035	2.06(0.16)	1.94	0.46(0.04)	0.47	0.89(0.06)	0.90	0.61(0.05)	0.63
+015, -029	1.66(0.13)	1.61	0.46(0.03)	0.51	0.84(0.04)	0.83	0.32(0.05)	0.34
NGC 4689								
+016, -018	0.48(0.10)	0.42	≤ 0.07	0.04	0.71(0.08)	0.75	0.31(0.09)	0.34
-028, -019	0.65(0.08)	0.68	0.10(0.05)	0.10	0.90(0.08)	0.93	0.26(0.07)	0.33
+014, +010	0.38(0.07)	0.37	≤ 0.09	0.03	0.63(0.06)	0.69	0.27(0.08)	0.35
NGC 4713								
-019, -022	2.86(0.22)	2.89	1.77(0.09)	1.83	0.44(0.02)	0.45	0.39(0.02)	0.35
+012, -028	3.36(0.26)	3.31	1.34(0.07)	1.36	0.22(0.03)	0.22	0.59(0.05)	0.53
+005, +014	2.38(0.26)	2.29	0.82(0.04)	0.85	0.47(0.05)	0.42	0.57(0.06)	0.57
+042 -002	3.80(0.30)	3.97	2.05(0.10)	2.13	0.27(0.05)	0.24	0.51(0.08)	0.63
NGC 4254								
-011, -018	0.32(0.08)	0.37	0.08(0.03)	0.04	0.30(0.02)	0.28	0.28(0.02)	0.26
+031, -011	0.88(0.14)	0.83	0.04(0.04)	0.04	0.57(0.04)	0.58	0.40(0.03)	0.39
-031, -022	0.63(0.07)	0.62	0.07(0.02)	0.09	0.54(0.02)	0.53	0.35(0.02)	0.34
-007, -066	1.42(0.13)	1.48	0.17(0.02)	0.14	0.73(0.03)	0.72	0.54(0.02)	0.57
+080, -016	1.96(0.31)	1.99	0.37(0.04)	0.35	0.88(0.09)	0.85	0.49(0.05)	0.52
-039 -076	1.45(0.32)	1.52	0.36(0.03)	0.37	0.71(0.03)	0.73	0.48(0.02)	0.47

Tabela A.3: — *Continuação*

Região H II	[O II] λ 3726+ λ 3729		[O III] λ 5007		[N II] λ 6584		[S II] λ 6716+ λ 6731	
	Obs.	Mod.	Obs.	Mod.	Obs.	Mod.	Obs.	Mod.
-039, -092	1.89(0.23)	1.90	0.87(0.05)	0.85	0.60(0.03)	0.59	0.64(0.04)	0.63
+025, +100	3.09(0.43)	2.99	0.48(0.06)	0.48	0.80(0.08)	0.85	0.65(0.07)	0.63
+106, +019	2.06(0.32)	2.03	0.74(0.07)	0.73	0.71(0.07)	0.77	0.54(0.05)	0.59
-117, -002	1.79(0.28)	1.80	0.32(0.03)	0.32	0.78(0.08)	0.80	0.67(0.07)	0.60
+077, +101	3.26(0.14)	3.20	0.80(0.03)	0.80	0.56(0.02)	0.53	0.60(0.02)	0.58
+090, +102	3.29(0.50)	3.35	0.42(0.07)	0.42	0.83(0.10)	0.84	0.75(0.09)	0.71
+013, +006	0.41(0.08)	0.45	0.04(0.01)	0.05	0.67(0.08)	0.61	0.25(0.02)	0.23
-005, +042	1.12(0.12)	1.09	0.07(0.02)	0.10	0.86(0.11)	0.89	0.78(0.06)	0.80
+055, -042	1.33(0.22)	1.29	0.48(0.04)	0.52	0.94(0.10)	0.89	0.55(0.04)	0.48
-047, -075	1.59(0.36)	1.62	0.31(0.03)	0.33	0.84(0.08)	0.89	0.53(0.05)	0.57
+102, +015	2.44(0.30)	2.39	0.63 (0.03)	0.62	0.73(0.07)	0.77	0.55(0.04)	0.55
NGC 4303								
+021, -007	1.22(0.37)	1.28	0.13(0.07)	0.16	0.82(0.15)	0.89	0.51(0.10)	0.60
-001, +045	0.93(0.15)	1.03	0.07(0.03)	0.11	0.95(0.10)	0.97	0.37(0.05)	0.42
-013, -044	1.01(0.16)	1.01	0.14(0.02)	0.14	1.01(0.10)	0.96	0.48(0.04)	0.44
-014, +048	1.02(0.16)	1.02	0.17(0.03)	0.15	1.04(0.10)	1.01	0.44(0.05)	0.39
+046, +006	0.82(0.13)	0.86	0.09(0.05)	0.09	0.91(0.09)	0.86	0.50(0.07)	0.51
+032, -040	1.78(0.29)	1.81	0.50(0.05)	0.55	1.20(0.12)	1.19	0.37(0.04)	0.46
+022, +067	0.99(0.16)	1.00	0.08(0.04)	0.08	0.91(0.09)	0.93	0.51(0.05)	0.57
-049, -094	2.82(0.45)	2.85	1.46(0.15)	1.48	0.62(0.06)	0.58	0.44(0.05)	0.43
-110, +075	2.92(0.36)	2.82	1.96(0.11)	1.90	0.40(0.05)	0.38	0.61(0.10)	0.53
+010, -044	1.56(0.12)	1.64	0.12(0.05)	0.17	0.70(0.09)	0.69	0.52(0.05)	0.57
-013, -044	1.29(0.12)	1.31	0.15(0.02)	0.14	0.79(0.04)	0.83	0.48(0.05)	0.52
+045, -008	2.84(0.90)	2.83	0.23(0.12)	0.25	0.77(0.23)	0.79	0.53(0.10)	0.54
-025, -042	1.65(0.17)	1.74	0.22(0.03)	0.18	0.79(0.06)	0.83	0.54(0.05)	0.58
+031, -040	2.51(0.56)	2.42	0.45(0.07)	0.48	0.70(0.14)	0.71	0.51(0.10)	0.53
+043, -026	1.84(0.60)	1.82	0.25(0.19)	0.19	1.80(0.82)	1.71	0.76(0.50)	0.72
+016, -057	1.74(0.61)	1.74	0.19(0.07)	0.18	0.83(0.16)	0.83	0.55(0.15)	0.58
+005, -073	3.16(1.50)	3.10	0.25(0.20)	0.26	0.80(0.44)	0.77	0.75(0.20)	1.00
-008, -089	3.02(0.61)	3.13	0.57(0.11)	0.53	0.67(0.07)	0.73	0.65(0.10)	0.58
-070, +140	4.51(0.70)	4.24	2.64(0.26)	2.34	0.41(0.10)	0.46	1.04(0.11)	1.02
NGC 4321								
+034, +145	1.59(0.20)	1.61	0.20(0.03)	0.21	0.96(0.13)	0.95	0.55(0.05)	0.55
-001, -066	1.06(0.21)	1.14	0.16(0.06)	0.12	0.85(0.08)	0.88	0.96(0.11)	0.96
+013, +102	1.03(0.17)	0.97	0.27(0.06)	0.31	0.74(0.07)	0.75	0.51(0.05)	0.51
-032, +147	2.60(0.42)	2.71	0.57(0.12)	0.64	0.90(0.09)	0.95	0.78(0.06)	0.73
-131, -027	1.87(0.30)	1.88	0.48(0.05)	0.47	1.02(0.10)	1.03	0.45(0.05)	0.42
+029, +146	1.87(0.30)	1.84	0.32(0.03)	0.30	0.89(0.09)	0.85	0.47(0.03)	0.48
+008, -004	0.82(0.17)	0.80	≤ 0.04	0.04	0.80(0.11)	0.82	0.48(0.05)	0.54
+032, -074	0.71(0.08)	0.69	0.05(0.02)	0.04	0.85(0.09)	0.84	0.52(0.05)	0.49
-114, +010	1.42(0.16)	1.38	0.15(0.3)	0.18	1.00(0.10)	0.99	0.55(0.04)	0.52

Apêndice B

Artigos publicados