

# Gradientes Radiais de Abundância do Oxigênio em Galáxias Espirais

MONICA MIDORI MARCON UCHIDA

ORIENTADOR: ROBERTO DELL'AGLIO DIAS DA COSTA

Departamento de Astronomia  
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas  
Universidade de São Paulo

Abril 2006

# **Livros Grátis**

<http://www.livrosgratis.com.br>

Milhares de livros grátis para download.

# Gradientes Radiais de Abundância do Oxigênio em Galáxias Espirais

Monica Midori Marcon Uchida

Orientador: Roberto Dell’Aglío Dias da Costa

INSTITUTO DE ASTRONOMIA,  
GEOFÍSICA E CIÊNCIAS ATMOSFÉRICAS

UNIVERSIDADE DE SÃO PAULO

Dissertação apresentada ao  
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da  
Universidade de São Paulo  
como requisito parcial para a obtenção do título de  
Mestre em Astronomia.

Abril 2006

Revisão: Melissa Isizaka (Bacharel em Letras)

*There is a theory which states that if ever anybody discovers exactly what the Universe is for and why it is here, it will instantly disappear and be replaced by something even more bizarre and inexplicable. There is another theory which states that this has already happened.*

Douglas Adams - The Hitchhiker's Guide to The Galaxy

# AGRADECIMENTOS

Ao Prof. Dr. Roberto D. D. Costa pela paciência, pelo apoio e estímulo durante todos estes anos (desde a Iniciação Científica em 1999).

À minha mãe (Angela Marcon) por ter me proporcionado a oportunidade de chegar até aqui. Aos meus avós Satoru Uchida e Aiaco Uchida, ao meu pai Eduardo Uchida e ao meu tio Inácio Uchida.

Agradeço também a Regis Anunciato, que além de namorado é um grande amigo e companhia para todos os momentos. Aos meus sogros Marly e Roque Anunciato, e é claro a Dona Nena.

Aos professores do IAG: Thais Idiart, Sílvia Rossi, Jacques Lépine e Walter Maciel. Às secretárias, principalmente à Marina e à Walquíria, e aos técnicos Marco e Éder.

À todo o pessoal do LNA, em especial ao Barnabé, ao Rodrigo e ao Pica-Pau.

Aos amigos do IAG: Alan, André, Eduardo, Fabíola, Fernando, Ivan, Juan, Lago, Lica, Luciana, Lys, Mairan, Márcia, Monique, Rodolfo, Vinícius e Zé. Aos gaúchos: Leandro, Ico, Sandro e Vivi.

Aos bravos companheiros do curso de Física, alguns sobreviveram (outros não): Cláudio, Thiago, César, Marcelo, Washington, Priscila e Lívia.

Ao pessoal da Emy 32 estúdio de danças, em especial ao Sal, à Moky e à Paula Coelho (não sou a única astrônoma-bailarina no mundo!).

Às amigas Mel (Bodas de prata de amizade! E ainda revisou a dissertação para mim...) e Luiza, aos amigos do Consolata (onde tudo começou): Regina, Gisele, Orestes e Helvécio. Ao pessoal da Heisei Gakuin, especialmente ao Tsubasa Miyoshi e Makoto Sensei.

Aos meus companheiros inseparáveis, os felinos Ísis, Osíris e Copérnico, os caninos Marie, Bohr e Isolda (in memorian).

À toda a Sangha do Honpa Hongwanji, especialmente ao Maurício e aos monges Rev. Kajiwara e Rev. Sugao.

Namo Amida Butsu!

# RESUMO

Neste trabalho são apresentados os resultados obtidos através do estudo das abundâncias do oxigênio de Regiões HII em galáxias espirais do universo local. O objetivo do mesmo é a procura de gradientes radiais de abundância nos discos espirais e a investigação de possíveis correlações do mesmo com parâmetros intrínsecos de galáxias espirais.

Foi construída uma base de dados com 24 galáxias. Para cada uma delas estava disponível na literatura uma amostra de regiões HII com fluxos das linhas espectrais publicadas. Para estes objetos a abundância de oxigênio foi derivada e o gradiente radial de abundância foi estimado. Além disto, foram obtidos também da literatura os gradientes radiais de abundância de oxigênio de 30 galáxias espirais adicionais.

O valor médio para o gradiente radial de abundância e o seu comportamento a grandes distâncias galactocêntricas foram analisados. Parâmetros intrínsecos de cada uma das 54 galáxias contidas na amostra foram obtidos da literatura e uma análise estatística foi realizada para buscar correlações entre tais parâmetros e o gradiente radial de abundância do oxigênio e a abundância do oxigênio extrapolada ao centro da galáxia.

Concluiu-se que a abundância central de oxigênio extrapolada está correlacionada com o tipo morfológico, ângulo de inclinação, cor (B-V), raio da galáxia correspondente a isofota 25, velocidade máxima de rotação, índice de luminosidade e classe de luminosidade.

# ABSTRACT

This work presents the results derived from a study of oxygen abundances from HII regions in spiral galaxies of the local universe. The objectives are the search for radial gradients of abundances in their disks, as well as the investigation of possible correlations between this gradient and intrinsic parameters of spirals.

A database of 24 galaxies was built. For each one a sample of HII regions in the galactic disk was available, with the respective line fluxes allowing the plasma diagnosis. For these objects the oxygen abundance was derived and the correspondent radial gradient of abundance was adjusted. Additional gradients for another 30 spirals were selected from the literature, resulting in a total sample of 54 radial gradients of oxygen abundance.

The mean radial gradient was derived for the sample and its behavior at large galactocentric distances was investigated. Intrinsic parameters for each galaxy of the sample were obtained from the literature, and a statistical analysis was performed, in order to look for correlations between these parameters and the radial gradient and the extrapolated central oxygen abundance.

The extrapolated central oxygen abundance was found to be correlated with the morphological type, the inclination angle, the (B-V) color, the galaxy radius at the 25th magnitude isophote, the maximum rotation velocity, the luminosity index and luminosity class.

# SUMÁRIO

<b>1</b>	<b>Introdução</b>	<b>1</b>
1.1	Galáxias Espirais . . . . .	1
1.2	Nebulosas Fotoionizadas . . . . .	4
1.3	Gradientes Radiais de Abundâncias . . . . .	7
1.3.1	O gradiente radial de Abundâncias da Via Láctea . . . . .	8
1.3.2	A forma do Gradiente . . . . .	9
1.4	Objetivos do Trabalho . . . . .	10
<b>2</b>	<b>Dados Observacionais</b>	<b>12</b>
2.1	Seleção da Amostra . . . . .	12
2.2	O Caso de NGC 55 . . . . .	15

2.2.1	Observações de NGC 55 . . . . .	15
2.2.2	Redução dos dados . . . . .	16
2.2.3	Cálculo da distância dos objetos ao centro da Galáxia . . . . .	19
<b>3</b>	<b>Determinação das Abundâncias</b>	<b>20</b>
3.1	Cálculo das Abundâncias através das linhas de col- isionalmente excitadas . . . . .	21
3.1.1	Parâmetros Físicos . . . . .	22
3.1.2	Abundâncias Químicas . . . . .	25
3.2	Cálculo das Abundâncias através do método pro- posto Edmunds & Pagel (1984) . . . . .	27
<b>4</b>	<b>Gradientes Radiais de Abundâncias em Galáxias</b>	
	<b>Espirais</b>	<b>29</b>
4.0.1	A Forma do Gradiente . . . . .	34
4.0.2	O Valor Médio . . . . .	34
<b>5</b>	<b>Principal Components Analysis (PCA)</b>	<b>40</b>

5.1	O método . . . . .	40
<b>6</b>	<b>Resultados</b>	<b>44</b>
6.1	Correlações entre a Metalicidade e as Características Intrínsecas das Galáxias . . . . .	45
6.1.1	Classificação da Amostra . . . . .	52
6.1.2	Metalicidade x Tipo Morfológico . . . . .	52
6.1.3	Metalicidade x Velocidade Máxima de Rotação, Índice de Luminosidade . . . . .	56
6.1.4	Metalicidade x Classe de Luminosidade . . . . .	57
<b>7</b>	<b>Discussão dos Resultados e Perspectivas Futuras</b>	<b>59</b>
7.1	Discussão dos Resultados . . . . .	59
7.1.1	NGC 55 . . . . .	59
7.1.2	A forma do gradiente . . . . .	60
7.1.3	Valores mais prováveis para o gradiente radial de abundância do Oxigênio . . . . .	60

7.1.4	Correlações encontradas . . . . .	62
7.2	Perspectivas Futuras . . . . .	64
<b>Apêndice</b>		<b>65</b>
	Abundâncias Químicas dos objetos pertencentes a Base de Dados . . . . .	65

# LISTA DE FIGURAS

1.1	M51 (NGC 5194) vista por Lord Rosse . . . . .	2
1.2	M51 (NGC 5194) vista através de um pequeno telescópio. . . . .	2
1.3	Classificação de Hubble . . . . .	4
1.4	Nebulosa de Orion - M42 (Foto: Anglo-Australian Observatory) . . . . .	5
1.5	Nebulosa da Hélice - NGC7293 (Foto: Universidade de Montreal) . . . . .	6
1.6	Espectro típico de uma Nebulosa Planetária (Hen 2-171) . . . . .	9
1.7	Gradiente de Abundância do Oxigênio . . . . .	10
1.8	Achatamento do Gradiente de Abundância do Oxigênio - Círculos abertos correspondem aos objetos observados pelo grupo e círculos fechados pertencem a Maciel & Quireza (1999) . . . . .	11
2.1	NGC 55, Anglo Australian Observatory . . . . .	16
3.1	Diagrama de níveis para o OII e o NII . . . . .	22
3.2	Diagrama de níveis para o OII e SII. . . . .	24
3.3	Comportamento da densidade do OII e do SII segundo (Osterbrock, 1989). . . . .	25
3.4	Correlação entre a razão $OIII/H\beta$ e a abundância de oxigênio . . . . .	27

4.1	Gradiente Radial de Abunância do Oxigênio para IC342, NGC224, NGC55, NGC598, NGC628, NGC1232, NGC1365 e NGC1637 . . . . .	31
4.2	Gradiente Radial de Abunância do Oxigênio para NGC2541, NGC2805, NGC3184, NGC3351, NGC3359, NGC3521, NGC4651 e NGC4654 . . . . .	32
4.3	Gradiente Radial de Abunância do Oxigênio para NGC4713, NGC5055, NGC5068, NGC5195, NGC5457, NGC6946 e NGC7793 . . . . .	33
4.4	Gradiente Radial de Abunância do Oxigênio para NGC598, NGC3359, NGC5457 E NGC224 . . . . .	36
4.5	Distribuição dos valores do gradiente do oxigênio para as galáxias pertencentes a base de dados . . . . .	36
4.6	Distribuição dos valores do gradiente do oxigênio para galáxias <i>early type</i>	37
4.7	Distribuição dos valores do gradiente do oxigênio para galáxias <i>late type</i> .	37
4.8	Distribuição dos valores do gradiente do oxigênio para galáxias sem evidência de barra . . . . .	38
4.9	Distribuição dos valores do gradiente do oxigênio para galáxias com evidência de barra ou barradas . . . . .	38
4.10	Distribuição dos valores do gradiente do oxigênio para galáxias em grupos	39
4.11	Distribuição dos valores do gradiente do oxigênio para galáxias de campo	39
6.1	Correlação entre a metalicidade e o tipo morfológico . . . . .	53
6.2	Correlação entre a metalicidade e o ângulo de inclinação . . . . .	54
6.3	Correlação entre a metalicidade e a cor B-V total . . . . .	54
6.4	Correlação entre a metalicidade e o raio da galáxia na isofota 25 . . . . .	55
6.5	Correlação entre a metalicidade e o logaritmo da velocidade máxima da curva de rotação . . . . .	56

6.6	Correlação entre a metalicidade e o índice de luminosidade . . . . .	57
6.7	Correlação entre a metalicidade e a classe de luminosidade . . . . .	58

# LISTA DE TABELAS

2.1	.....	13
2.2	.....	14
2.3	.....	16
2.4	.....	19
4.1	.....	30
4.2	.....	35
6.1	.....	46
6.2	.....	47
6.3	.....	48
6.4	.....	49
6.5	.....	50
6.6	.....	51
7.1	.....	61
7.2	.....	65
7.3	.....	66

7.4	67
7.5	67
7.6	68
7.7	69
7.8	70
7.9	71
7.10	72
7.11	72
7.12	72
7.13	73
7.14	74
7.15	75
7.16	76
7.17	76
7.18	77
7.19	77
7.20	78
7.21	79
7.22	80
7.23	80
7.24	80
7.25	81
7.26	81

7.27	81
7.28	82
7.29	83
7.30	83

# CAPÍTULO 1

## INTRODUÇÃO

### 1.1 Galáxias Espirais

Durante o século XIX, com o advento de telescópios mais potentes, foi possível a observação de uma série de objetos luminosos com uma aparência nebulosa e formato espiral, presentes em todas as direções do céu. Estes objetos foram batizados como "nebulosas espirais" e até meados da década de 1920 eram classificados como nebulosas pertencentes a nossa galáxia.

Em 1845 Sir William Parsons, também conhecido como Lord Rosse, construiu um telescópio refletor de 1.8 m de diâmetro que, na época, foi considerado o maior telescópio do mundo. Através das observações realizadas com este instrumento, Lord Rosse foi o primeiro a distinguir a estrutura espiral de algumas nebulosas. Na primavera de 1845 Rosse desenhou M51 como vista através de seu telescópio (figura 1.1) deixando bem clara a estrutura de seus braços espirais. A figura 1.2 mostra o mesmo objeto visto através de um pequeno telescópio.

Baseando-se em suas observações, Lord Rosse conclui que tais nebulosas são sistemas estelares, contudo a discussão sobre as dimensões destes objetos continua.

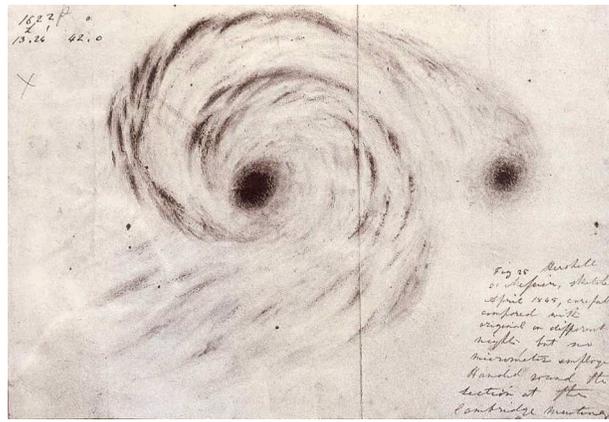


Figura 1.1 M51 (NGC 5194) vista por Lord Rosse

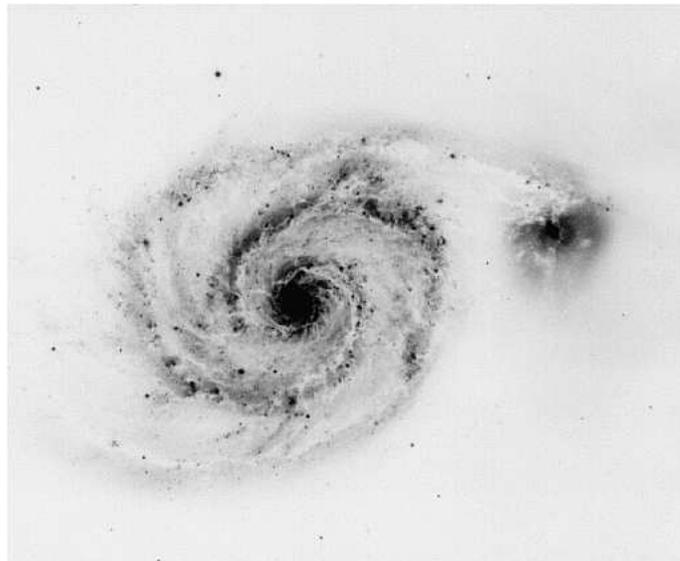


Figura 1.2 M51 (NGC 5194) vista através de um pequeno telescópio.

No final do século XIX, após o surgimento da fotografia foi possível observar estrelas, nebulosas e outros objetos nunca vistos pelos olhos humanos. No início do século XX, através da contagem de estrelas, J. C. Kapteyn conclui que a Via Láctea é um esferóide achatado, possuindo um raio muito maior que a espessura (cerca de 15 kpc de diâmetro e 3 kpc de espessura), com o Sol localizado a cerca de 650 parsecs do centro.

Em 1917 é construído um telescópio de 2.5m no Monte Wilson (EUA) onde Harlow Shapley estuda a localização de aglomerados globulares de estrelas e descobre que os mesmos estão esfericamente distribuídos centrados na direção da constelação de Sagitário, a cerca de 15 kpc do Sol (atualmente sabe-se que o Sol está localizado a 8 kpc do

centro galáctico, Shapley superestimou as dimensões devido à diminuição do brilho das estrelas causado pela poeira, fazendo com que ele atribuisse maiores distâncias aos objetos observados).

Ao mesmo tempo que Shapley observava os aglomerados globulares em Monte Wilson, Harold Curtis estudava nebulosas espirais no Observatório de Lick e defendia que estes objetos seriam galáxias exteriores semelhantes a Via Láctea. Shapley argumentava que estes objetos estavam próximos e por isso seriam pequenos em tamanho, e deveriam pertencer a Via Láctea.

Em abril de 1920 ocorre o "Grande Debate" na academia Nacional de Ciências nos EUA, onde Curtis e Shapley discutem as dimensões do Universo e a existência de outras galáxias (ou *Universos Ilhas* como proposto anteriormente por Kant). O debate termina sem um veredito final devido a falta de medições de paralaxes e devido ao efeito imensurável da poeira interestelar.

Alguns anos depois, Edwin Hubble, utilizando o telescópio de Monte Wilson observa cefeidas na periferia de Andrômeda. Através da calibração inicial de período-luminosidade proposta por Shapley, Hubble encontra uma distância de 280 kpc para tal objeto (atualmente, após as correções realizadas nesta calibração, obtem-se o valor de 650 kpc), constatando que Andrômeda é uma galáxia exterior à nossa, de tamanho comparável a Via Láctea.

Empolgado com a sua descoberta, Hubble continuou estudando tais objetos e descobriu muitas outras galáxias. Propôs um método para a classificação das galáxias, onde inicialmente foram divididas em elípticas, lenticulares, espirais e irregulares; barradas e não barradas. A figura 1.3 mostra a classificação de Hubble.

Uma outra grande contribuição de Hubble para a Astronomia foi a descoberta de que o *redshift* das galáxias é proporcional a sua distância. Isso significa que as galáxias se distanciam uma das outras com velocidades proporcionais a distância entre elas, ou seja, o universo está se expandindo.

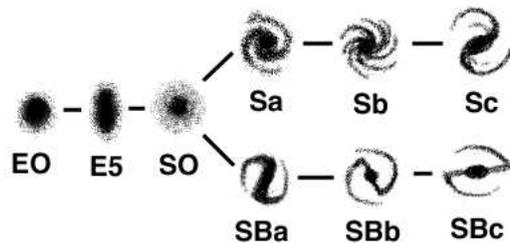


Figura 1.3 Classificação de Hubble

No final da década de 1960, de Vaucouleurs idealizou uma classificação numérica (de 0 a 10) para as galáxias espirais, denominada tipo T. Nesta classificação, as galáxias são classificadas de acordo com seu estágio evolutivo, ou seja, aquelas que possuem os braços espirais mais fechados como as SAA recebem números mais baixos enquanto galáxias como as Sd ou Sm recebem números mais altos. O número 0 corresponde às galáxias lenticulares (S0) e o número 10 corresponde às galáxias irregulares.

## 1.2 Nebulosas Fotoionizadas

Nebulosas Fotoionizadas são facilmente observadas em fotografias ou através de pequenos telescópios. Desde as primeiras observações, estes objetos têm fascinado astrônomos amadores e profissionais através de suas belíssimas imagens e espectros de emissão.

As Regiões HII são regiões de gás interestelar ionizado (basicamente Hidrogênio), encontradas ao redor de estrelas de população I, como por exemplo, estrelas do tipo O ou B. Uma Região HII típica que pode ser vista até mesmo a olho nú é a nebulosa de Orion (M42), figura 1.4.

Nebulosas Planetárias são nebulosas isoladas, que em geral, apresentam simetria bilateral. O nome planetária foi mantido por razões puramente históricas, pois em meados do século XIX, esses objetos eram observados através de pequenos telescópios e apresentavam formas similares a de planetas, como a de Urano por exemplo. O diâmetro



Figura 1.4 Nebulosa de Orion - M42 (Foto: Anglo-Australian Observatory)

aparente das Nebulosas Planetárias galácticas pode variar muito, desde poucos segundos de arco, até um grau de diâmetro (como é o caso da Nebulosa da Hélice, figura 1.5, primeira Nebulosa Planetária a ser observada e a mais próxima do Sistema Solar).

Em geral, a fonte de energia que ioniza o gás de uma nebulosa fotoionizada é a radiação ultravioleta de estrela(s) envolta(s) pela nebulosa. O espectro das nebulosas fotoionizadas apresenta linhas de emissão, destacando-se as linhas do Hidrogênio e as "linhas proibidas"<sup>1</sup> de íons como  $[OIII]\lambda 4959\lambda 5007$ , o famoso *nebulium* (um elemento químico hipotético, criado para explicar a origem das então desconhecidas linhas proibidas do Oxigênio), e  $[NII]\lambda 6548\lambda 6584$ . Embora os processos físicos sejam similares nas Nebulosas Planetárias e nas Regiões HII, a origem, a massa, a evolução e a idade de objetos típicos dos dois grupos são bem diferentes.

---

<sup>1</sup>Tais linhas são usualmente chamadas de proibidas devido às baixíssimas probabilidades de emissão espontânea, ou seja, uma vez que um determinado nível é excitado, ele será ocupado por um longo tempo, pois a baixa densidade das nebulosas fotoionizadas permite uma desexcitação radiativa (o que seria improvável em um laboratório onde rapidamente ocorreria uma desexcitação colisional).

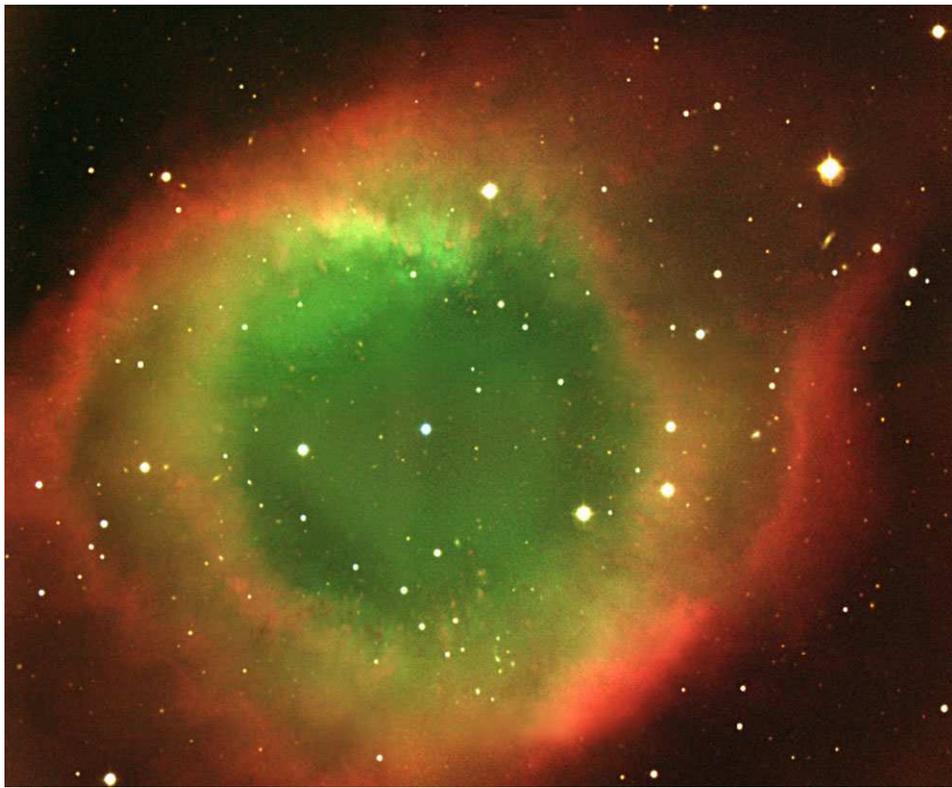


Figura 1.5 Nebulosa da Hélice - NGC7293 (Foto: Universidade de Montreal)

## Regiões HII

Regiões HII são nuvens de gás ionizadas associadas com zonas de recente formação estelar. Em geral, a fonte ionizante é formada por uma ou algumas estrelas massivas. As temperaturas efetivas das estrelas ionizantes variam entre 35 000K e 50 000K, a densidade eletrônica das regiões HII varia entre  $10^2 \text{cm}^{-3}$  para os objetos mais compactos, até  $10^4 \text{cm}^{-3}$  para as regiões HII gigantes (que chegam até 1kpc de diâmetro). A massa típica desses objetos é da ordem de  $10^2$  a  $10^4 M_{\odot}$  e devido à sua estreita ligação com a formação estelar, são observadas concentradas nos braços espirais sendo os objetos atualmente mais utilizados como traçadores da estrutura dos braços da Via Láctea. Ao se observar uma Região HII, nota-se uma aparência avermelhada, devido à energia emitida nas linhas  $H\alpha$  e do  $[NII]$ , principalmente.

## Nebulosas Planetárias

Nebulosas Planetárias são os produtos finais da evolução estelar de estrelas de massa intermediária ( $0.8$  a  $8M_{\odot}$ ), formadas após a saída da estrela do ramo assintótico das gigantes (AGB), quando instabilidades causadas por ventos da fase pós-AGB causam a ejeção das camadas mais externas da estrela. A temperatura da estrela central (fonte ionizante) das nebulosas planetárias é em geral altíssima, podendo alcançar valores da ordem de  $200\,000\text{K}$ . As densidades das nebulosas variam entre  $10^3$  e  $10^5\text{cm}^{-3}$  decrescendo com o passar do tempo, uma vez que o gás ejetado pela estrela progenitora está em expansão com velocidades da ordem de  $20$  a  $30\text{km/s}$ . Como a densidade destes objetos diminui com o tempo, numa escala cósmica, as Nebulosas Planetárias rapidamente se dissipam no meio interestelar, possuindo uma vida média de aproximadamente  $10\,000$  anos. Devido às altas temperaturas das estrelas progenitoras destes objetos, íons com maior potencial de ionização são observados no espectro dessas nebulosas, como por exemplo  $HeII$ ,  $[OIII]$  e  $[NeIII]$ . A distribuição espacial e as propriedades cinemáticas das Nebulosas Planetárias indicam que esses objetos tipicamente pertencem à População I velha, e à População II.

### 1.3 Gradientes Radiais de Abundâncias

Gradientes radiais de abundâncias em discos de galáxias espirais são um dos principais vínculos observacionais para os modelos de evolução química de galáxias. Através do estudo da distribuição radial de abundâncias é possível inferir limites para alguns vínculos importantes, como por exemplo, possíveis variações temporal e espacial do gradiente, e as variações na taxa de formação estelar ou *infall* em distintas posições do disco galáctico.

O primeiro a notar uma diferença entre os espectros emitidos por nebulosas localizadas na região central e nas regiões mais externas foi Aller (1942) enquanto observava linhas de emissão  $[OIII]\lambda 5007$  provenientes de nebulosas fotoionizadas em M33. Somente na

década de 70 os gradientes radiais de abundâncias foram estabelecidos para algumas galáxias espirais do universo local Searle (1971) através da observação de espectros de regiões HII.

### 1.3.1 O gradiente radial de Abundâncias da Via Láctea

Na Via Láctea, a determinação dos gradientes de abundâncias tem como principal dificuldade a incerteza na determinação da distância de alguns dos objetos observados. Os pioneiros na determinação de gradientes de abundâncias na Galáxia através da observação de Regiões HII foram Peimbert *et al.* (1978) encontrando um valor de  $-0.13$  dex/kpc para o oxigênio. A derivação do gradiente de abundâncias de outros elementos através da observação de objetos como estrelas B, F e G, Cefeidas, Nebulosas Planetárias, entre outros, tem sido de grande importância para o estudo de informações adicionais sobre processos de nucleossíntese e ejeção de matéria dominantes em distintos momentos da história da galáxia.

O gradiente radial de abundâncias da Via Láctea vem sendo amplamente estudado ao longo das últimas décadas. Resultados recentes como os de Andrievsky *et al.* (2002), Maciel, Costa & Uchida (2003), Costa, Uchida & Maciel (2004) e Maciel, Lago & Costa (2005) discutem não somente o valor do gradiente, como também variações espaciais e temporais do mesmo.

#### O Oxigênio como traçador do gradiente

O oxigênio é o elemento químico mais utilizado para o estudo do gradiente de abundâncias através de nebulosas fotoionizadas. Tal fato se deve principalmente à maior acurácia na determinação da abundância do oxigênio, já que os espectros de nebulosas fotoionizadas apresentam linhas muito intensas de  $[OIII]$ , como pode ser visto na figura 1.6.

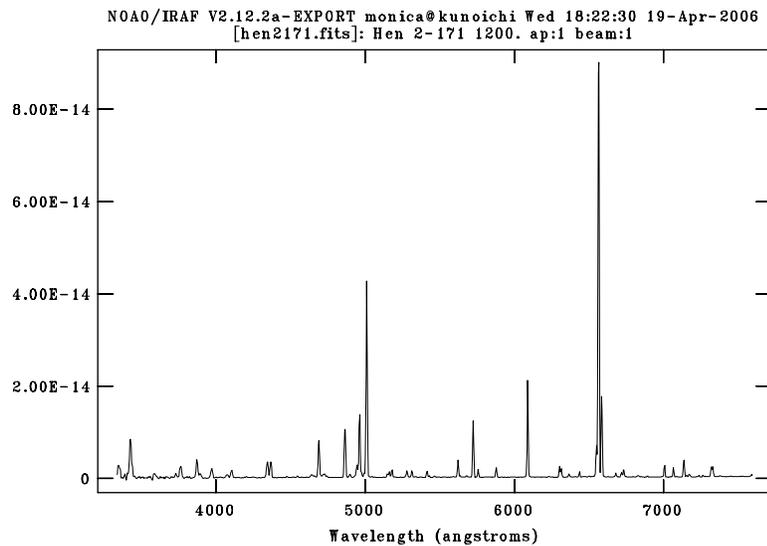


Figura 1.6 Espectro típico de uma Nebulosa Planetária (Hen 2-171)

### 1.3.2 A forma do Gradiente

A forma do gradiente de galáxias espirais ainda é um assunto em discussão. Um achatamento para as regiões mais externas dos discos foi proposto por Díaz (1989) e é confirmado por modelos de evolução química como por exemplo, Matteucci (2000). A origem da quebra do gradiente de abundâncias ainda é desconhecida, mas uma possível explicação é dada por Acharova, Lépine & Mishurov (2005) onde o padrão espiral das galáxias, mas precisamente o raio de co-rotação é o responsável pela existência de um mínimo de formação estelar e consequentemente de metalicidade, já que nesta região o material do disco não penetra no braço e a migração do gás não é eficiente. Por outro lado, Pilyugin (2003) conclui que a quebra (ou achatamento) do gradiente radial de abundâncias é o reflexo de um erro sistemático decorrente do método utilizado para a determinação das abundâncias, uma vez que o cálculo das abundâncias através das linhas de recombinação do Oxigênio produz resultados realistas para Regiões HII de alta ionização e superestima a abundância para Regiões HII de baixa ionização.

Em um trabalho realizado anteriormente pelo grupo, foram obtidas as abundâncias químicas para cerca de 30 Nebulosas Planetárias localizadas no antcentro galáctico.

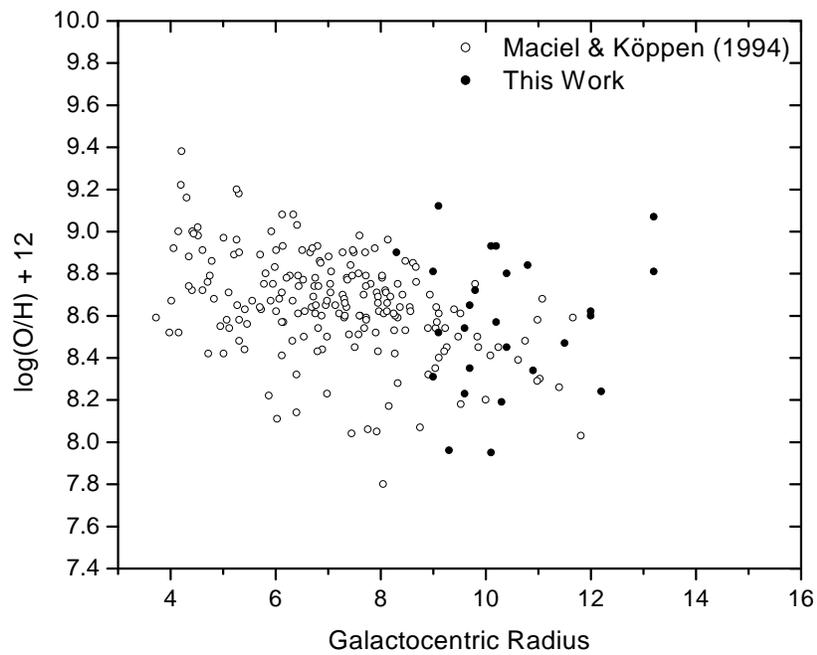


Figura 1.7 Gradiente de Abundância do Oxigênio

Tais resultados foram somados aos publicados por Maciel & Köppen (1994) e uma nova análise do gradiente radial de abundâncias foi realizada, disponível em Maciel, Costa & Uchida (2003) e Costa, Uchida & Maciel (2004). A Figura (1.7) mostra a distribuição das abundâncias obtida.

A principal consequência da observação de objetos no antcentro galáctico é a determinação de variações espaciais na forma do gradiente. A Figura (1.8) mostra a quebra do gradiente radial de abundâncias do Oxigênio para a Via Láctea. Nota-se que o gradiente é constante entre 4 kpc e 10 kpc, apresentando uma variação na sua inclinação para raios maiores que 11 kpc. Uma análise feita por Maciel & Quireza (1999) sugere que o gradiente de abundância de Oxigênio da Via Láctea se achata em distâncias galactocêntricas maiores que 10 kpc, o que pode ser confirmado através da Figura(1.8).

## 1.4 Objetivos do Trabalho

Este trabalho tem como objetivos a determinação da abundância química do oxigênio através da análise dos fluxos das linhas espectrais de Regiões HII em galáxias espirais e

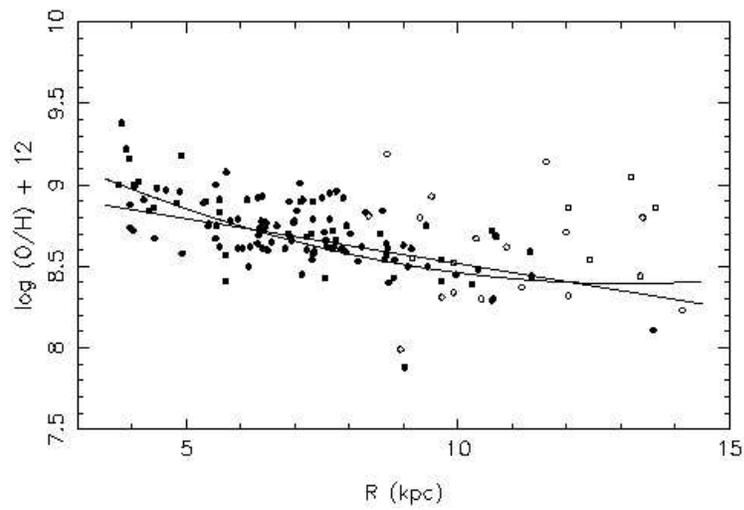


Figura 1.8 Achatamento do Gradiente de Abundância do Oxigênio - Círculos abertos correspondem aos objetos observados pelo grupo e círculos fechados pertencem a Maciel & Quireza (1999)

a derivação do gradiente radial de abundância do mesmo.

A forma do gradiente radial de abundâncias e a existência de um valor mais provável para tal grandeza serão discutidos.

Com base nos valores encontrados para o gradiente e a abundância central de oxigênio extrapolada uma investigação sobre a existência de correlações entre estes valores e parâmetros intrínsecos de galáxias espirais será realizada.

## CAPÍTULO 2

# DADOS OBSERVACIONAIS

### 2.1 Seleção da Amostra

Uma extensa pesquisa foi realizada na literatura em busca de resultados de observações de Regiões HII em galáxias espirais com pequenos ângulos de inclinação e com os valores dos fluxos das linhas espectrais publicados. Foram encontradas 24 galáxias espirais com fluxos publicados na literatura, porém somente para algumas delas as abundâncias haviam sido publicadas. Este fato se deve principalmente à dificuldade de observação das linhas  $[OIII]\lambda 4363$  e  $[NII]\lambda 5754$ , muito importantes para a determinação das temperaturas em nebulosas fotoionizadas.

A tabela (2.1) mostra a lista das galáxias encontradas neste levantamento. A fonte dos parâmetros aqui listados é LEDA (Lyon-Meudon Extragalactic Database) <sup>1</sup>. As referências citadas na tabela são respectivamente: 1. McCall *et al.* (1985), 2. Blair *et al.* (1982) 3. Galarza *et al.* (1999), 4. Kwitter & Aller (1981), 5. Smith (1975), 6. van Zee *et al.* (1998), 7. Henry *et al.* (1996), 8. Pagel *et al.* (1979) 9. Zaritsky *et al.* (1994), 10. Martin & Roy (1995), 11. Skillman *et al.* (1996), 12. Kennicutt & Garnett (1996), 13. Torres-Peimbert *et al.* (1989), 14. Rayo & Torres-Peimbert (1982), 15. Chun (1983), 16.

---

<sup>1</sup><http://leda.univ-lyon1.fr>

Tabela 2.1 Galáxias pertencentes a base de dados com fluxos publicados

Galáxia	$\alpha$ h min	$\delta$ o ' "	Tipo Morf.	Distância (Mpc)	#LGG	Número de Regiões HII	Ref.
IC342	03 46	68 05 47.39	SABc	26.4	104	4	1
NGC0224	00 42	41 16 07.2	Sb	24.9	11	121	2,3
NGC055	00 15	-40 46 46.6	SBm	25	4	5	ESO/Chile
NGC0598	01 33	30 39 35.5	Sc	25.1	11	16	1,4
NGC0628	01 36	15 47 00.2	Sc	27.4	29	26	1,5,6
NGC1232	03 09	-21 25 08.4	SABc	31.5		16	6
NGC1365	03 33	-37 51 33.8	Sb	31.3	94	3	8
NGC1637	04 41	-03 08 33.9	Sc	31.4		16	6
NGC2541	08 14	49 03 41.3	SABc			19	9
NGC2805	09 20	64 06 12.1	SABc	29.5	173	17	6
NGC3184	10 18	41 25 28.1	SABc	30.3		33	1,6,9
NGC3351	10 43	11 42 13.3	Sb	31.0	217	4	1
NGC3359	10 46	63 13 27.5	SBc	30.8		77	10
NGC3521	11 05	-01 57 54.3	SABb	30.4		10	9
NGC4651	12 43	16 23 36.4	Sc	31.9	289	7	11
NGC4654	12 43	13 07 34.3	Sc	30.8	292	7	11
NGC4713	12 49	05 18 41.1	Scd		315	4	11
NGC5055	13 15	42 01 45.8	Sbc	29.9	347	5	1
NGC5068	13 18	-22 57 38.3	Sc	29.2		4	1
NGC5195	13 29	47 15 58.2	SBa		347	5	6
NGC5457	14 03	54 20 52.9	SABc	29.1	371	90	1,5,6,12,13,14
NGC6946	20 34	60 09 13.6	SABc	29.0		7	1
NGC7793	23 57	-33 24 31.7	Scd	28.1	4	15	1,15,16

Edmunds & Pagel (1984) A coluna número 6 intitulada #LGG corresponde ao número de catálogo do grupo ao qual a galáxia pertence (caso não haja nenhum número a galáxia foi considerada de campo).

Foram adicionadas à base de dados 30 galáxias que possíam os gradientes publicados, mas não apresentavam fluxos disponíveis na literatura, somando assim, um total de 54 objetos. Na tabela (2.2) são apresentadas as galáxias que complementam a base de dados com os gradientes publicados. As referências são: a. Zaritsky, Kennicutt, Jr. & Huchra (1994) e b. Dutil & Roy (1999).

Tabela 2.2 Galáxias adicionadas a base de dados (somente com o valor do gradiente publicado)

Galáxia	$\alpha$ h min	$\delta$ o ' "	Tipo Morf.	Distância (Mpc)	# LGG	Fonte
NGC253	00 47	-26 42 40.4	SABc	27.6		a
NGC300	00 54	-38 18 54.5	Scd	27.3	4	a
NGC925	02 27	33 34 43.6	Scd	29.0		b
NGC1068	02 42	-01 59 11.9	Sb	31.4	73	b
NGC1073	02 43	01 22 32.7	SBc	28.4	73	b
NGC1313	03 18	-67 30 09.3	SBcd	28.2		a
NGC1566	04 20	-55 03 43.9	SABb	30.1	114	a
NGC2403	07 36	65 36 09.5	SABc	27.6	176	a
NGC2460	07 56	60 20 57.9	Sab		151	b
NGC2903	09 32	21 30 04.3	SABb	30.0		a
NGC2997	09 45	-32 48 31.3	SABc	30.5	180	a
NGC3031	09 55	69 03 56.2	Sab	28.5	176	a
NGC3198	10 19	45 32 59.45	Scd	30.2		a
NGC3319	10 39	41 41 13.1	SBc	30.4		a
NGC3344	10 43	24 55 20.3	Sbc	31.4		a
NGC3368	10 46	11 49 11.9	SABa	31.0	217	b
NGC3621	11 18	-33 11 17.1	SBcd	28.6		b
NGC4254	12 18	14 24 59.8	Sc	31.1	285	a
NGC4258	12 18	47 18 13.9	SABb	29.4	290	a
NGC4303	12 21	04 28 28.5	Sbc	30.6	287	b
NGC4321	12 22	15 49 21.1	SABb	31.1	289	a
NGC4501	12 31	14 25 13.7	Sb	31.5	285	b
NGC4559	12 35	27 57 35.6	Sc	29.1		a
NGC4725	12 50	25 30 03.2	SABa	31.2		a
NGC4736	12 50	41 07 12.4	Sab	29.2	290	b
NGC5033	13 13	36 35 37.5	Sc	31.2	334	a
NGC5194	13 29	47 11 40.8	Sbc	28.6	347	a
NGC5236	13 37	-30 08 04.3	Sc	27.8	355	a
NGC6384	17 32	07 03 37.8	SABb	31.5		a
NGC7331	22 37	34 24 58.6	Sbc	30.7	459	b

### Homogeneização das unidades da amostra

O critério utilizado para a determinação da distância das regiões HII ao centro das galáxias hospedeiras varia de autor para autor, sendo que a maioria deles opta por utilizar medidas angulares ao invés de uma medida física, como *kpc*, por exemplo. Para realizar uma comparação entre o gradiente radial de abundâncias da Via Láctea e o das galáxias

em estudo neste trabalho, os raios galactocêntricos dos objetos em estudo foram todos transformados para *kpc*, baseados na distância da galáxia (fonte: LEDA) e na distância angular do objeto ao centro da galáxia (obtidos dos artigos em questão).

## 2.2 O Caso de NGC 55

NGC55 é uma das maiores e mais brilhantes galáxias do hemisfério sul, pertencente ao grupo de Sculptor. É uma galáxia de tipo tardio, classificada como uma espiral magelânica barrada (SBm), localizada a aproximadamente 1 Mpc da Via Láctea. A principal dificuldade para o estudo de gradientes radiais de abundâncias em NGC55 é o alto ângulo de inclinação, cerca de  $85^\circ$  (fazendo com que a galáxia seja vista *edge-on*, ou seja, a linha de visada paralela ao disco da galáxia), aliado à proeminente barra assimétrica, como pode ser vista na figura 2.1.

Esta galáxia foi alvo de um trabalho pioneiro realizado há algumas décadas atrás por Webster & Smith (1983), onde foram determinadas as abundâncias de 6 Regiões HII.

### 2.2.1 Observações de NGC 55

NGC 55 foi observada pelo grupo em uma missão realizada em dezembro de 2000 no European Southern Observatory (ESO/Chile) com o telescópio de 1.52m, espectrógrafo Boller & Chiven e rede de difração de 600 linhas/mm, proporcionando uma dispersão de  $2.2 \text{ \AA}$ .

A tabela (2.3) mostra as coordenadas dos objetos observados.



Figura 2.1 NGC 55, Anglo Australian Observatory

Tabela 2.3 Regiões HII observadas em dezembro de 2000 no ESO/Chile

Nome	$\alpha_{2000}(\text{h m s})$	$\delta_{2000}(\text{° ' ''})$
N12	00 15 55	-39 16 23
WS1	00 15 00	-39 12 28
WS2	00 15 03	-39 12 42
WS3	00 15 41	-39 14 54
WS5	00 16 02	-39 15 43

## 2.2.2 Redução dos dados

Os dados foram reduzidos através das rotinas padrões dos pacotes do IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*).

### Processamento Inicial das Imagens

Inicialmente as imagens foram processadas utilizando a tarefa *ccdproc* que realiza as correções de *trim*, e desconta o *bias* e o *flatfield*. A correção de *trim* visa basicamente seccionar a imagem, ou seja, delimitar a área que será utilizada para análise. O *bias* é uma

imagem feita com o obturador da câmera CCD fechado e com o menor tempo possível de exposição. Tal imagem é de extrema importância para descontar o ruído de leitura do CCD e *pixels* defeituosos ou saturados. O *flatfield* também é uma imagem utilizada para corrigir efeitos do CCD *pixel-a-pixel*, mas diferentemente do *bias* (onde a correção é feita de forma aditiva) o *flatfield* é uma correção multiplicativa que visa corrigir a não uniformidade na sensibilidade dos *pixels* do detector. Essa correção é realizada utilizando-se uma imagem obtida no interior da cúpula (*dome flat*), apontando-se o telescópio para uma tela branca que está sendo iluminada por uma lâmpada (onde acredita-se que a intensidade da luz refletida é essencialmente uniforme) e/ou um *twilight flat* que é obtido apontando-se o telescópio para o céu durante o crepúsculo; então, após tais imagens serem normalizadas, as imagens dos objetos observados são divididas pelos novos *flats*, descontando os efeitos de diferentes sensibilidades nos *pixels* do CDD.

## Extração e Calibração dos Espectros

A seguir o perfil espectral dos objetos foi extraído de cada imagem através da tarefa *apall*. Com a mesma tarefa também são selecionadas as regiões que serão utilizadas para a extração do céu através do *trace*.

Então as calibrações em comprimento de onda e em fluxo foram realizadas. A calibração em comprimento de onda é realizada através das tarefas *identify*, utilizada para a identificação das linhas presentes nos espectros das lâmpadas de referência que são obtidos para cada objeto observado; *refspec*, para associar cada objeto com sua respectiva lâmpada; e *dispcor* que calibra o espectro de cada objeto de acordo com a função ajustada na lâmpada. Para realizar a calibração em fluxo é necessária a obtenção de espectros de estrelas padrão espectrofotométricas (estrelas com fluxo conhecido em todo o intervalo de comprimento de onda observado) que são observadas ao longo da noite. Primeiramente, através da tarefa *standard*, são selecionadas regiões do espectro da estrela que serão utilizadas para a calibração, uma vez que as regiões localizadas nas linhas e bandas de

absorção devem ser excluídas. A seguir uma função de sensibilidade (contagens em função do fluxo) é criada com a tarefa *sensfunction*. A partir desta função de sensibilidade, a tarefa *calibrate* é utilizada para a calibração do fluxo dos objetos observados.

## Determinação do Avermelhamento

O avermelhamento, isto é, uma diminuição no fluxo das linhas de menor comprimento de onda é causado pela absorção preferencial dos menores comprimentos de onda pelos grãos presentes no meio interestelar.

O método utilizado para a determinação da extinção consiste em medir razões de linhas cuja razão intrínseca seja conhecida através da física atômica (sendo o mais independente possível das condições físicas da nebulosa). Este método é amplamente utilizado, uma vez que as linhas da série de Balmer do Hidrogênio são ideais para realizar tal estimativa e estão presentes no espectro das nebulosas fotoionizadas.

A lei de extinção pode ser escrita na forma:

$$\frac{I(\lambda)}{I(H\beta)} = \frac{F(\lambda)}{F(H\beta)} \exp C[f(\lambda) - f(H\beta)] \quad (2.1)$$

onde  $I(\lambda)$  e  $I(H\beta)$  são as intensidades emitidas na linha  $\lambda$  e  $H\beta$ ,  $C$  é a extinção em  $H\beta$  na direção do objeto e  $f(\lambda)$  é a curva de extinção interestelar, que depende do comprimento de onda. Neste trabalho é utilizada a curva determinada por Cardelli, Clayton & Mathis (1989).

A aplicação da correção do avermelhamento pressupõe que as propriedades do meio interestelar sejam isotrópicas e deve ser aplicada com cautela para objetos em regiões cujo meio tenha propriedades particulares.

Tabela 2.4 Raios galactocêntricos das Regiões HII em NGC 55

Nome	R(kpc)
N12	6.60
WS1	0.65
WS2	3.52
WS3	5.20
WS5	7.16

### 2.2.3 Cálculo da distância dos objetos ao centro da Galáxia

NGC 55 tem sido alvo de um trabalho em parceria com o Prof. Dr. Roberto Ortiz (EACH/USP) que propõe um método de desprojeção de objetos com ângulos de inclinação muito altos, como é o caso da galáxia em questão ( $i = 85^\circ$ ).

Ortiz & Rangel (2005) determinaram a distribuição espacial do hidrogênio neutro em NGC 55. Essa galáxia é paupérrima em hidrogênio molecular, sendo assim, a densidade colunar de HI é proporcional à extinção visual. Baseando-se neste parâmetro é possível estimar a distância do objeto observado ao centro da galáxia.

Os raios galactocêntricos encontrados para as Regiões HII em NGC 55 são dados na tabela (2.4)

## CAPÍTULO 3

# DETERMINAÇÃO DAS ABUNDÂNCIAS

Existem muitos métodos para a determinação das abundâncias químicas de plasmas ionizados, desde sofisticados códigos numéricos até os métodos empíricos baseados em décadas de observações. Os códigos numéricos consistem basicamente em modelos de fotoionização, enquanto existe uma grande variedade de métodos empíricos e semi-empíricos (baseados em Fatores de Correção de Ionização - ICF's - ver seção 3.1.2), como os utilizados neste trabalho.

O mecanismo de emissão das linhas presentes no espectro de nebulosas fotoionizadas é baseado na transferência de energia da fonte ionizante para a nebulosa através de fotoionização. O Hidrogênio é o elemento mais abundante nas regiões HII (e em todo o Universo) e a fotoionização deste elemento é a maior fonte de energia dos mecanismos de emissão.

### **Linhas Proibidas**

Fótons com energia acima de  $13.6eV$  (o potencial de ionização do H), são absorvidos neste processo e o excesso de energia de cada fóton absorvido é transformado em energia cinética de um novo elétron liberado. Colisões elétron-elétron e elétron-íon distribuem

a energia e mantêm uma distribuição Maxwelliana de velocidade com temperaturas próximas à do gás nebuloso (5 000K a 20 000K). Tais colisões excitam os níveis mais baixos de energia dos íons, e apesar da baixa probabilidade da desexcitação radiativa ocorrer<sup>1</sup>, um fóton é emitido formando linhas proibidas no espectro da nebulosa.

## Linhas de Recombinação

Elétrons térmicos são recapturados pelos íons e o grau de ionização da nebulosa é fixado pelo equilíbrio entre as fotoionizações e as recombinações (Equilíbrio Estatístico). Durante os processos de recombinação, a recaptura pode ocorrer em níveis excitados e então decair para níveis cada vez mais baixos, cascadeando através de transições radiativas sucessivas, eventualmente chegando ao nível fundamental. Nestes processos são produzidas as linhas de Hidrogênio e Hélio neutro pertencentes as séries observadas nas nebulosas fotoionizadas.

## 3.1 Cálculo das Abundâncias através das linhas de colisionalmente excitadas

Um dos procedimentos clássicos para o cálculo das abundâncias químicas em nebulosas fotoionizadas é a utilização das linhas proibidas colisionalmente excitadas. Como mencionado anteriormente, estas linhas são usualmente chamadas de proibidas devido as baixíssimas probabilidades de emissão espontânea.

A formação das linhas de emissão de um plasma ionizado depende fortemente das suas condições físicas e abundâncias, ou seja, através da análise das linhas de emissão de uma nebulosa fotoionizada é possível determinar suas condições físicas e conseqüentemente suas abundâncias química.

---

<sup>1</sup>A desexcitação radiativa só ocorre em meios com baixíssima densidade  $N_e \lesssim 10^4 \text{cm}^{-3}$  (como é o caso das regiões HII) quando a desexcitação colisional é muito menos provável de acontecer

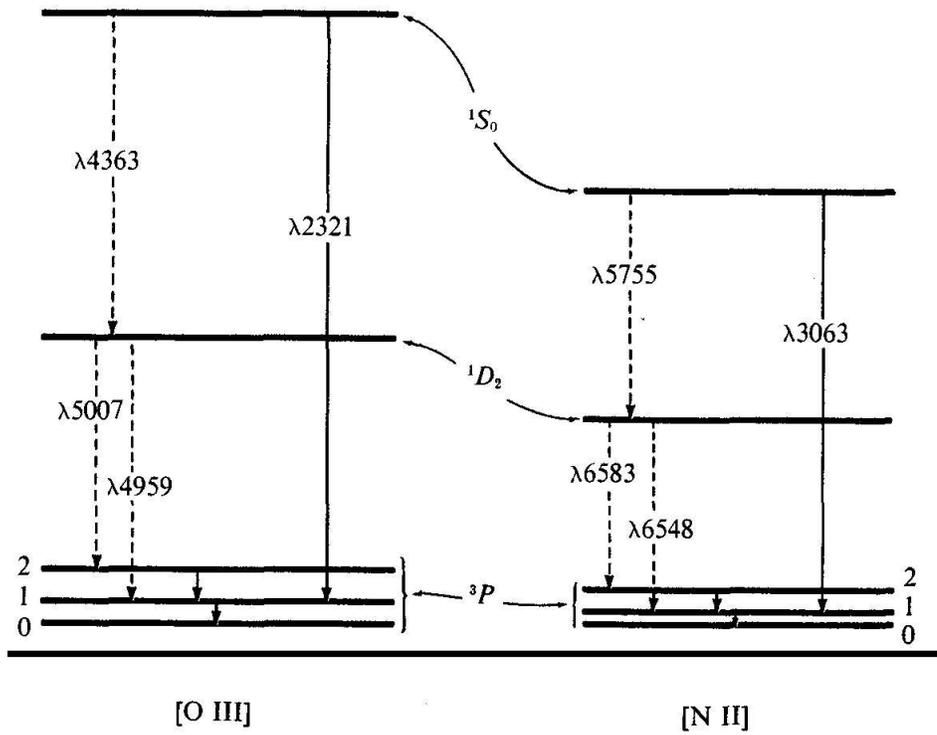


Figura 3.1 Diagrama de níveis para o OII e o NII

### 3.1.1 Parâmetros Físicos

A temperatura eletrônica observada em regiões HII e Nebulosas Planetárias é da ordem de  $10^4\text{K}$ , um valor bem abaixo do encontrado para a fonte ionizante, tal fato se deve aos processos de resfriamento sofridos por estes objetos. Nas nebulosas fotoionizadas o resfriamento se dá basicamente através da desexcitação colisional elétron-íon, ou seja, uma vez que o átomo está excitado, tende a voltar para o estado fundamental com a emissão de um fóton que pode escapar da nebulosa, ocasionando uma perda de energia (ou resfriamento do gás). Em Regiões HII e Nebulosas Planetárias, o resfriamento se dá principalmente através dos íons de C, N, O e Ne.

As estruturas atômicas de alguns íons como OIII e NII são muito convenientes para obter estimativas da temperatura de nebulosas fotoionizadas, uma vez que a intensidade de suas linhas depende essencialmente da temperatura e da densidade efetiva da nebulosa ( $N_e$  e  $T_e$ ). A figura 3.1 mostra o diagrama de níveis para o OIII e o NII.

No limite de baixas densidades, onde a desexcitação colisional é negligível, qualquer excitação para o nível  $^1D$  será seguida pela emissão de um fóton  $\lambda 4959$  ou  $\lambda 5007$  dependendo das probabilidades de transição, enquanto as excitações para o nível  $^1S$  são seguidas pela emissão de um fóton  $\lambda 4363$  ou  $\lambda 2321$ .

A população do nível  $^1D$  pela transição  $\lambda 4363$  é muito pequena, então a população dos níveis  $^1S$  e  $^1D$  depende fortemente da temperatura da região e da razão entre as linhas correspondentes.

A razão das emissividades para densidades menores que  $10^5 \text{cm}^{-3}$  é dada por Osterbrock (1989)

$$\frac{j_{4959} + j_{5007}}{j_{4363}} = \frac{\Omega(^3P, ^1D)}{\Omega(^3P, ^1S)} \left[ \frac{A_{1S, ^1D} + A_{1S, ^3P}}{A_{1S, ^1D}} \right] \frac{\bar{\nu}(^3P, ^1D)}{\nu(^1D, ^1S)} \exp \Delta E/kT \quad (3.1)$$

onde

$\Omega(i, j)$  são as intensidade de colisão entre os níveis  $i$  e  $j$

$A(i, j)$  são as probabilidades de transição

$\nu$  são as frequências das transições envolvidas

$\Delta E$  é a diferença de energia entre os níveis  $^1D_2$  e  $^1S_0$

e

$$\bar{\nu}(^3P, ^1D) = \frac{A_{1D_2, ^3P_2} \nu(\lambda 5007) + A_{1D_2, ^3P_1} \nu(\lambda 4959)}{A_{1D_2, ^3P_2} + A_{1D_2, ^3P_1}} \quad (3.2)$$

Que pode ser reescrita como:

$$\frac{j_{4959} + j_{5007}}{j_{4363}} = \frac{7.73 \exp [3.29 \times 10^4 T_e]}{1 + 4.45 \times 10^{-4} (N_e / T_e^{1/2})} \quad (3.3)$$

Assim como é possível estimar a temperatura eletrônica de uma nebulosa através de razão de linhas, também é possível utilizar alguns íons para o cálculo da densidade destes

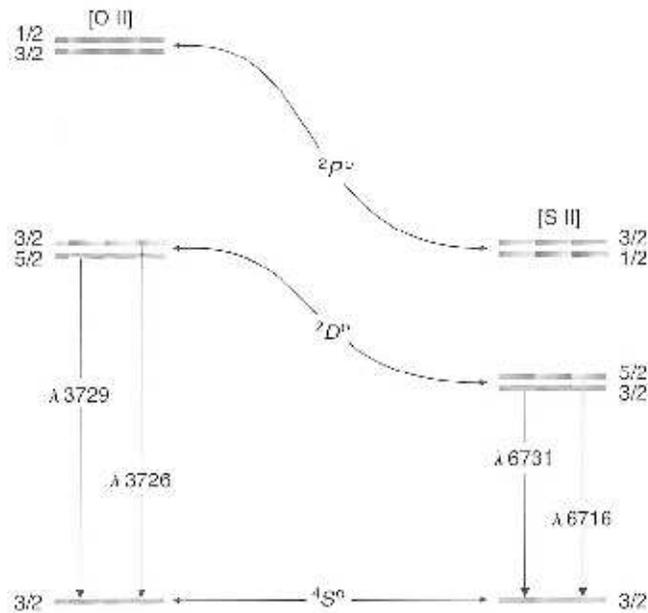


Figura 3.2 Diagrama de níveis para o OII e SII.

objetos. Para tanto, é necessário comparar as intensidades relativas de duas linhas de um mesmo íon emitidas de níveis diferentes, que possuem aproximadamente a mesma energia de excitação, porém diferentes probabilidades de transição radiativa.

Para os trabalhos realizados através de espectroscopia óptica, os íons mais indicados para o cálculo da densidade são OII e SII. A figura 3.2 mostra o diagrama de níveis para o OII e o SII.

A figura 3.3 mostra o comportamento da densidade do OII e do SII segundo Osterbrock (1989)

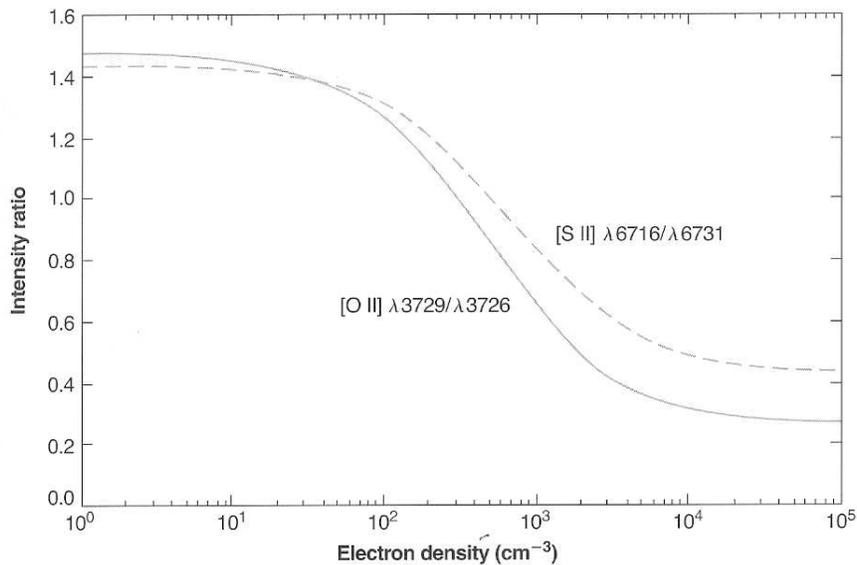


Figura 3.3 Comportamento da densidade do OII e do SII segundo (Osterbrock, 1989).

### 3.1.2 Abundâncias Químicas

#### Abundâncias Iônicas

Uma vez obtidos os parâmetros físicos de uma nebulosa fotoionizada a abundância de um íon pode ser calculada através de uma de suas linhas de emissão.

Neste trabalho, para o cálculo das abundâncias iônicas foi utilizado um modelo atômico de 5 níveis considerando tanto as transições radiativas como as excitações e desexcitações colisionais. Tal modelo foi compilado em um código por Escudero (2005) e está disponível gratuitamente na *internet*<sup>2</sup> para usos acadêmicos.

#### Abundâncias Elementais

Para a determinação das abundâncias elementais é necessária a utilização de ICF's (Fatores de Correção de Ionização), uma vez que nem todos os íons de um mesmo elemento químico estão presentes no espectro observado. Estes fatores são obtidos empiricamente através das semelhanças existentes entre potenciais de ionização de íons de elementos

<sup>2</sup><http://www.astro.iag.usp.br/~escudero>

distintos. Para mais detalhes vide Costa *et al.* (1996).

$$\frac{\text{He}}{\text{H}} = \frac{\text{He}^+}{\text{H}^+} + \frac{\text{He}^{++}}{\text{H}^+} \quad (3.4)$$

$$\frac{\text{O}}{\text{H}} = \left( \frac{\text{O}^{++}}{\text{H}^+} + \frac{\text{O}^+}{\text{H}^+} \right) \frac{\text{He}}{\text{He}^+} \quad (3.5)$$

$$\frac{\text{N}}{\text{H}} = \frac{\text{N}^+}{\text{H}^+} \frac{\text{O}}{\text{O}^+} \quad (3.6)$$

$$\frac{\text{S}}{\text{H}} = \left( \frac{\text{S}^+}{\text{H}^+} + \frac{\text{S}^{++}}{\text{H}^+} \right) \left( 1 - \left( 1 - \frac{\text{O}^+}{\text{O}} \right)^3 \right)^{-1/3} \quad (3.7)$$

$$\frac{\text{Ar}}{\text{H}} = 1.34 \frac{\text{Ar}^{++}}{\text{H}^+} \frac{\text{O}}{\text{O}^{++}} \quad (3.8)$$

$$\frac{\text{Ne}}{\text{H}} = \frac{\text{Ne}^{++}}{\text{H}^+} \frac{\text{O}}{\text{O}^{++}} \quad (3.9)$$

Apesar deste método ser amplamente utilizado na determinação de abundâncias químicas de Nebulosas Planetárias, não foi utilizado no cálculo das abundâncias elementais das Regiões HII em estudo. Tal fato se deve à dificuldade na determinação da abundância do Hélio (que é a base dos ICF's), uma vez que o espectro destes objetos não apresenta as linhas correspondentes a este elemento, pois a temperatura da fonte ionizante não é suficiente alta para ionizá-lo.

## 3.2 Cálculo das Abundâncias através do método proposto Edmunds & Pagel (1984)

Baseado em uma amostra de Regiões HII coletada ao longo de uma década, Edmunds & Pagel (1984) (doravante, EP84) mostram um método empírico para a determinação da abundância química do Oxigênio baseado somente no fluxo das linhas do  $[OIII]\lambda 4959 + \lambda 5007$ . Para a obtenção deste ajuste, EP84 utilizaram abundâncias químicas derivadas através do método descrito na seção 3.1 e resultados provenientes de códigos numéricos.

O método proposto por EP84 é amplamente utilizado e tem se tornado uma das principais alternativas adotadas por astrônomos para determinar abundâncias em Regiões HII galácticas e extragalácticas.

A figura 3.4 mostra o ajuste realizado na base de dados de EP84 que foi utilizado para o cálculo das abundâncias de objetos de algumas galáxias da base de dados.

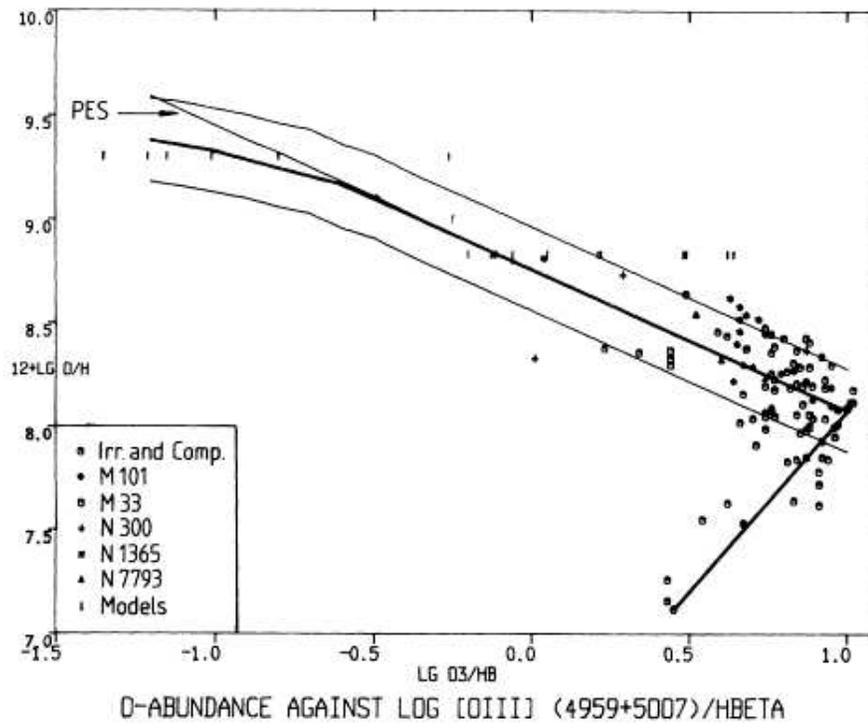


Figura 3.4 Correlação entre a razão  $OIII/H\beta$  e a abundância de oxigênio

## **Abundâncias de Oxigênio Utilizadas**

Baseado nos argumentos apresentados anteriormente, a abundância de Oxigênio das Regiões HII da base de dados foi calculada através do método proposto por Pagel. Os valores para as abundâncias individuais de cada objeto estão apresentados no apêndice.

A incerteza adotada para a abundância do oxigênio calculada através deste método é de 0.2 dex.

# GRADIENTES RADIAIS DE ABUNDÂNCIAS EM GALÁXIAS ESPIRAIS

Na literatura é muito comum encontrarmos estudos de gradientes de abundâncias baseados nas razões de fluxos  $[OIII]/H\beta$  e  $[NII]/[OIII]$  devido às dificuldades encontradas no cálculo das temperaturas das Regiões HII e conseqüentemente das abundâncias.

O cálculo das abundância químicas destes objetos foi realizado seguindo o método proposto por EP84, como visto no capítulo anterior. Através dos valores das mesmas apresentados no apêndice deste trabalho, o gradiente radial de abundância do oxigênio foi derivado. A tabela 4.1 mostra os valores encontrados para os gradientes e para a abundância central de oxigênio extrapolada (trata-se do coeficiente linear do ajuste do gradiente). Tal parâmetro é amplamente utilizado em trabalhos sobre gradientes de abundâncias extragalácticos, como por exemplo Zaritsky *et al.* (1994) e Dutil & Roy (1999).

Tabela 4.1 Gradientes de Abundância do Oxigênio e Abundâncias Centrais calculados neste trabalho

Galáxia	Gradiente (dex/kpc)	$\sigma_{grad}$ (dex/kpc)	$\varepsilon(O)_{central}$ (dex)	$\sigma_{\varepsilon(O)}$ (dex)
IC342	-0.013	0.024	9.71	0.17
NGC55	0.008	0.013	8.26	0.07
NG224	-0.027	0.007	9.23	0.08
NGC598	-0.129	0.031	8.89	0.09
NGC628	-0.042	0.008	9.06	0.08
NGC753	-0.026	0.005	9.14	0.09
NGC1232	-0.061	0.007	9.54	0.09
NGC1365	-0.011	0.003	8.96	0.05
NGC1637	-0.033	0.044	9.22	0.09
NGC2541	0.017	0.016	8.39	0.07
NGC2805	-0.024	0.004	8.76	0.06
NGC3184	-0.092	0.016	9.46	0.08
NGC3351	-0.020	0.006	9.36	0.03
NGC3359	-0.035	0.005	8.76	0.03
NGC3521	-0.174	0.037	9.56	0.14
NGC4395	-0.013	0.013	8.46	0.06
NGC4651	-0.057	0.027	9.08	0.16
NGC4654	-0.065	0.028	8.97	0.12
NGC4713	-0.121	0.047	8.96	0.15
NGC5055	-0.070	0.008	9.54	0.05
NGC5098	-0.202	0.056	9.06	0.13
NGC5195	-0.053	0.014	9.48	0.10
NGC5457	-0.064	0.007	9.24	0.07
NGC6946	-0.094	0.032	9.41	0.19
NGC7793	-0.092	0.040	8.81	0.11

As figuras a seguir, 4.1 a 4.3 mostram a distribuição das abundâncias derivadas neste trabalho ao longo do raio das galáxias.

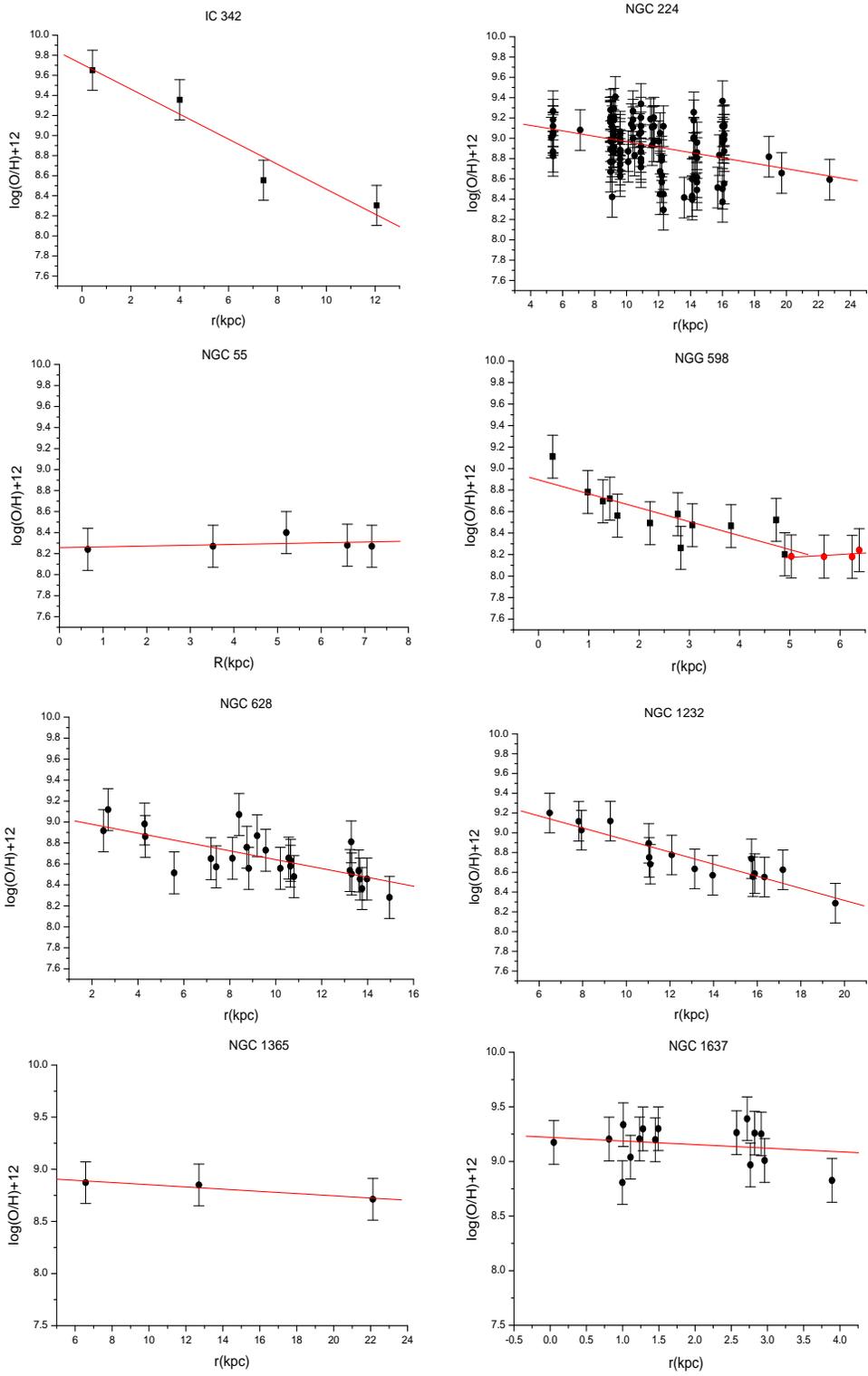


Figura 4.1 Gradiente Radial de Abundância do Oxigênio para IC342, NGC224, NGC55, NGC598, NGC628, NGC1232, NGC1365 e NGC1637

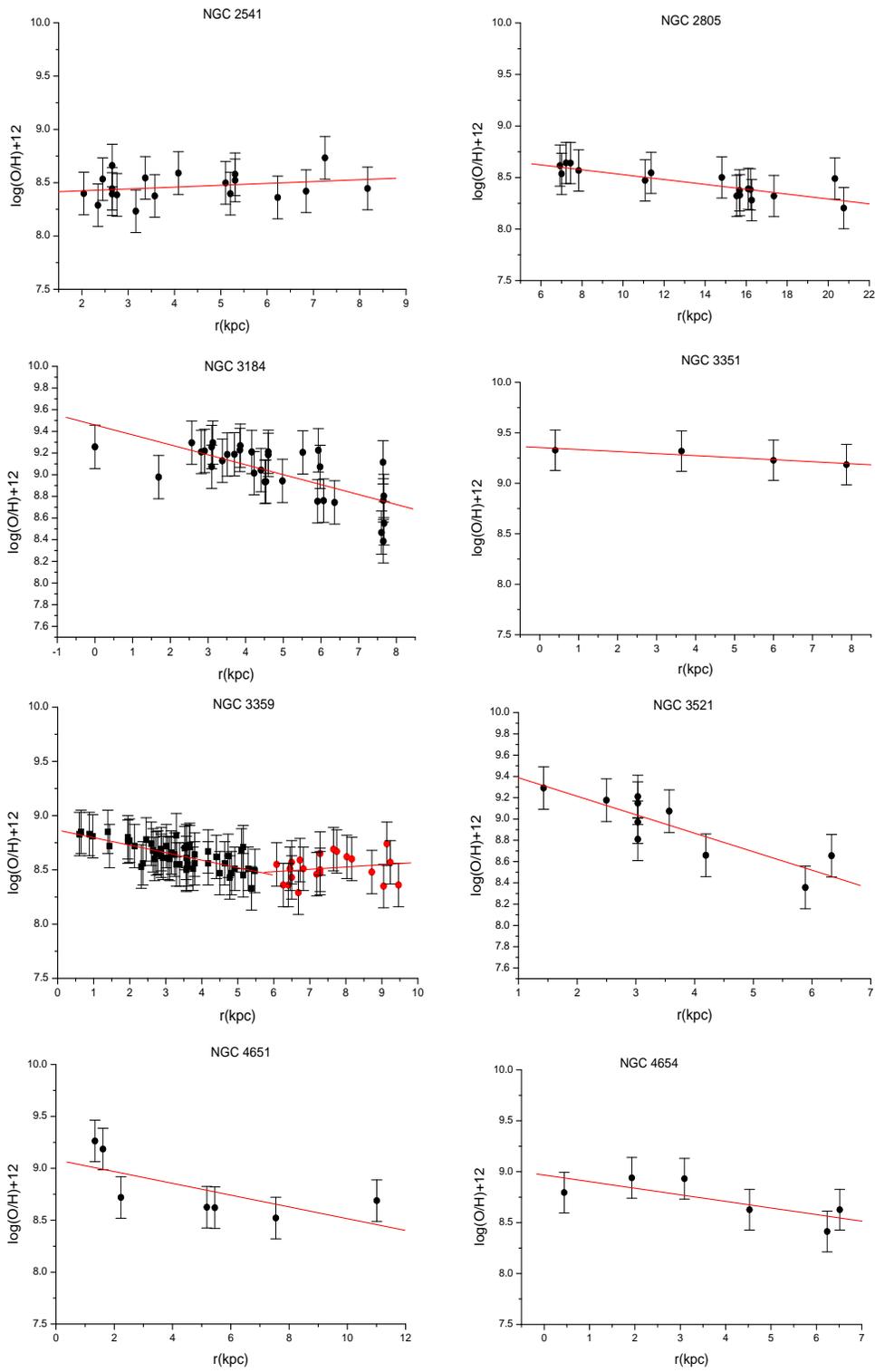


Figura 4.2 Gradiente Radial de Abunância do Oxigênio para NGC2541, NGC2805, NGC3184, NGC3351, NGC3359, NGC3521, NGC4651 e NGC4654

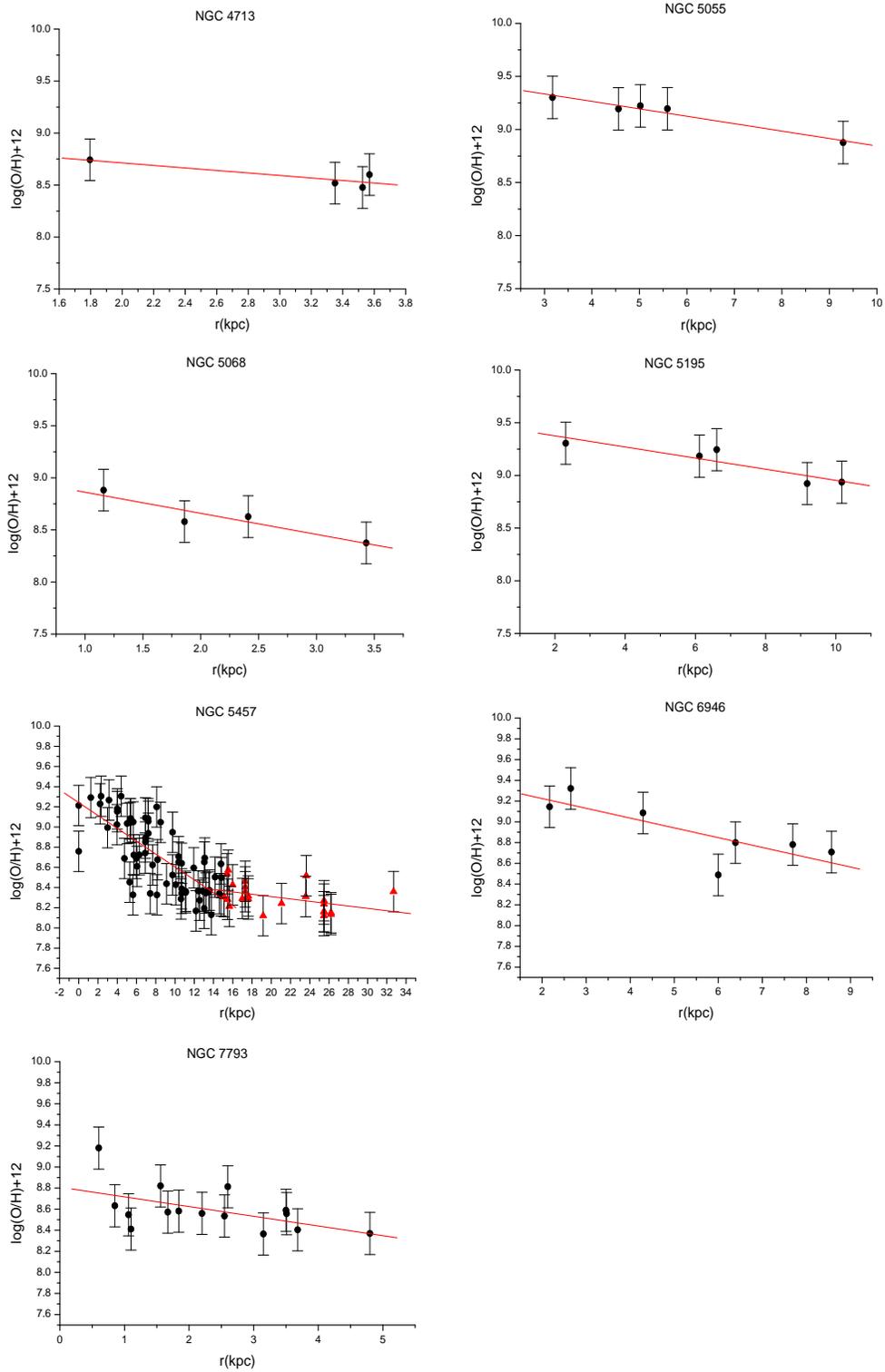


Figura 4.3 Gradiente Radial de Abunância do Oxigênio para NGC4713, NGC5055, NGC5068, NGC5195, NGC5457, NGC6946 e NGC7793

Para aumentarmos a base de dados, foram incluídas galáxias que possuíam os gradientes radiais de abundância de Oxigênio publicados na literatura mas sem a apresentação das abundâncias individuais das Regiões HII em questão. A tabela (4.2) mostra os valores para o gradiente e a abundância central de Oxigênio extrapolada (quando disponível para estas galáxias complementares).

#### 4.0.1 A Forma do Gradiente

Como visto na seção 1.3.2, o gradiente da Via Láctea mostra uma quebra no gradiente para grandes distâncias galactocêntricas ( $R > 10kpc$ ). Tal tendência também pode ser observada em algumas galáxias da base de dados, tais como, NGC 598, NGC 3359 e NGC 5457 (Figura 4.4).

Apesar da quebra do gradiente ser clara em alguns casos, o pequeno número de objetos observados nas regiões mais externas das galáxias ainda é um limitador para concluir se existe ou não uma mudança no comportamento do gradiente radial de abundâncias do oxigênio em discos de galáxias espirais a grandes distâncias galactocêntricas. Nota-se que, por exemplo, NGC 244 é uma galáxia bem amostrada e no entanto, não é possível distinguir nenhuma mudança no comportamento de seu gradiente de abundância.

#### 4.0.2 O Valor Médio

Foram construídos alguns histogramas para a análise da distribuição dos valores contidos na base de dados. A figura 4.5 mostra a distribuição dos valores dos gradientes de abundância de oxigênio para todas as galáxias da amostra. Uma gaussiana foi ajustada sobre estes dados e o valor mais provável de  $-0.039 \pm 0.030dex/kpc$  foi encontrado. Este valor é compatível com o valores encontrados para o gradiente da Via Láctea através do estudo de Regiões HII, como por exemplo,  $-0.04dex/kpc$  (Deharveng *et al.*, 2000) e  $-0.044 \pm 0.010kpc$  (Esteban *et al.*, 2005).

Tabela 4.2 Gradientes de Abundância do Oxigênio e Abundâncias Centrais Retiradas da Literatura ( Zaritsky, Kennicutt, Jr. & Huchra (1994) não publicou o valor da abundância central extrapolada e Dutil & Roy (1999) não apresenta as incertezas para os valores publicados.)

Galáxia	Gradiente (dex/kpc)	$\sigma_{grad}$ (dex/kpc)	$\varepsilon(O)_{central}$ (dex)
NGC253	-0.035	0.049	
NGC300	-0.179	0.015	
NGC925	-0.025		8.71
NGC1068	-0.033		9.05
NGC1073	-0.036		8.71
NGC1313	-0.064	0.025	
NGC1566	-0.060	0.008	
NGC2403	-0.058	0.011	
NGC2460	-0.018		9.00
NGC2903	-0.058	0.011	
NGC2997	-0.020	0.004	
NGC3031	-0.104	0.039	
NGC3198	-0.065	0.010	
NGC3319	-0.056	0.016	
NGC3344	-0.231	0.022	
NGC3368	-0.009		8.97
NGC3621	-0.066		9.15
NGC4254	-0.035	0.019	
NGC4258	-0.031	0.005	
NGC4303	-0.073		9.39
NGC4321	-0.012	0.007	
NGC4501	0.004		9.12
NGC4559	-0.041	0.009	
NGC4725	-0.022	0.063	
NGC4736	-0.049		9.11
NGC5033	-0.030	0.008	
NGC5194	-0.032	0.014	
NGC5236	-0.024	0.024	
NGC6384	-0.036	0.013	
NGC7331	-0.021		9.12

A amostra foi dividida de três formas diferentes para uma análise mais detalhada da distribuição dos valores do gradiente radial de abundâncias do Oxigênio. As figuras 4.6 e 4.7 mostram as distribuições para os gradientes em galáxias *early-type* (tipo T < 5) e

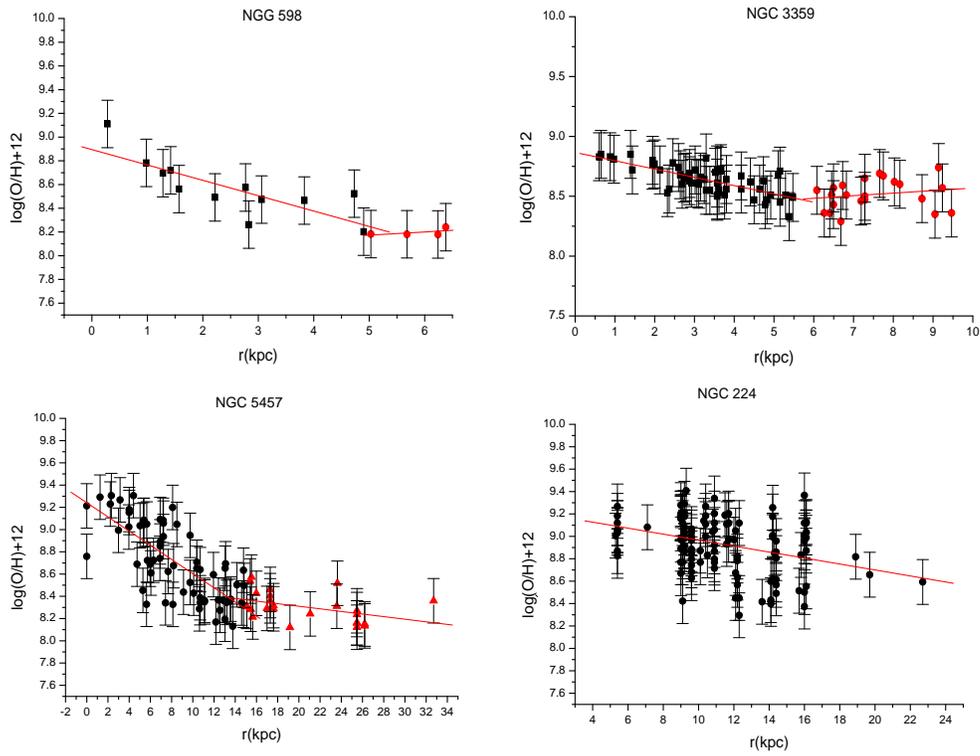


Figura 4.4 Gradiente Radial de Abunância do Oxigênio para NGC598, NGC3359, NGC5457 E NGC224

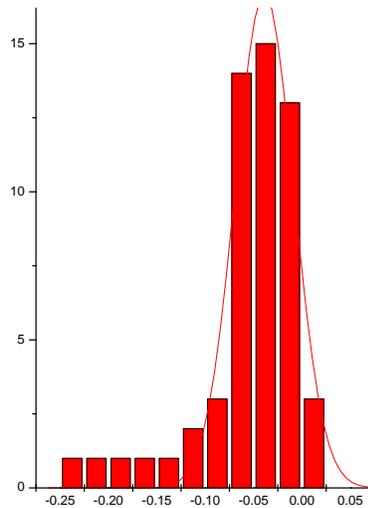


Figura 4.5 Distribuição dos valores do gradiente do oxigênio para as galáxias pertencentes a base de dados

*late-type* (tip  $T > 5$ )<sup>1</sup>, respectivamente. Para este caso foram encontrados os seguintes valores mais prováveis,  $-0.034 \pm 0.029 dex/kpc$  para as galáxias *early-type* e  $-0.045 \pm 0.030$  para as *late-type*.

<sup>1</sup>O tipo  $T=5$  corresponde a uma galáxia do tipo de Hubble Sbc

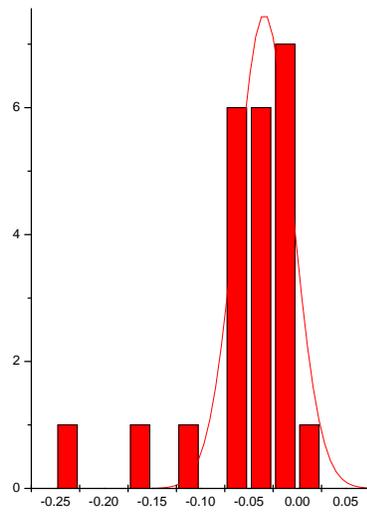


Figura 4.6 Distribuição dos valores do gradiente do oxigênio para galáxias *early type*

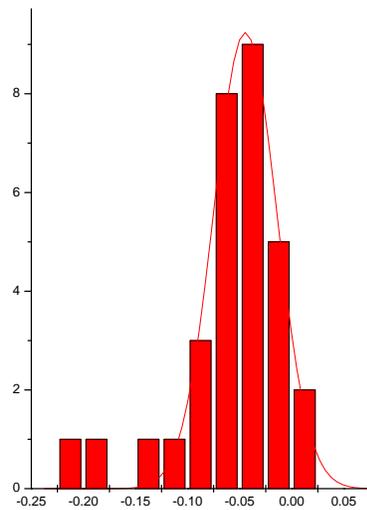


Figura 4.7 Distribuição dos valores do gradiente do oxigênio para galáxias *late type*

As figuras 4.8 e 4.9 mostram a distribuição do gradiente para as galáxias sem nenhuma evidência de barra (Tipo A) e galáxias com alguma evidência de barra ou barradas (Tipos AB e B). Os valores mais prováveis encontrados foram:  $-0.036 \pm 0.026dex/kpc$  para as galáxias sem barra e  $-0.043 \pm 0.031dex/kpc$  para galáxias barradas ou com alguma evidência da presença de uma barra.

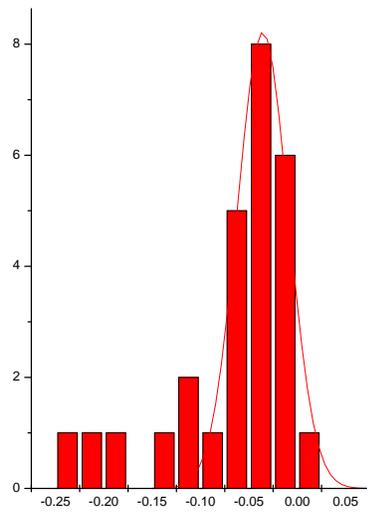


Figura 4.8 Distribuição dos valores do gradiente do oxigênio para galáxias sem evidência de barra

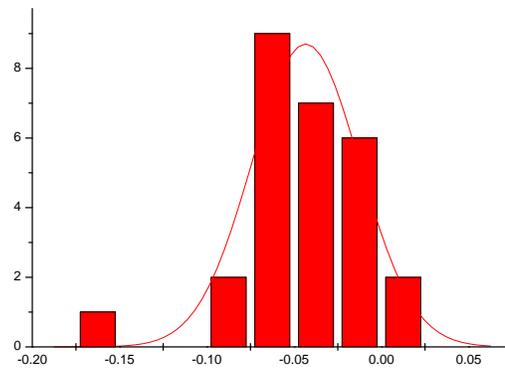


Figura 4.9 Distribuição dos valores do gradiente do oxigênio para galáxias com evidência de barra ou barradas

### Efeitos Ambientais

As galáxias também foram divididas em galáxias pertencentes a grupos e galáxias de campo, conforme o número LGG apresentado nas tabelas 2.1 e 2.2. Os histogramas correspondentes a esta classificação são mostrados nas figuras 4.10 para as galáxias em grupos e 4.11 para galáxias de campo.

O valor mais provável encontrado para as galáxias em grupos foi de  $-0.031 \pm 0.022dex/kpc$  enquanto para galáxias de campo foi encontrado o valor de  $-0.045 \pm 0.018dex/kpc$ . Tal diferença entre os valores dos gradientes mais prováveis sugere a existência de algum efeito ambiental, como por exemplo interações dinâmicas entre as

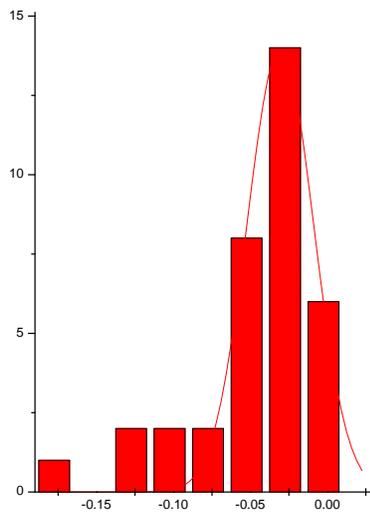


Figura 4.10 Distribuição dos valores do gradiente do oxigênio para galáxias em grupos

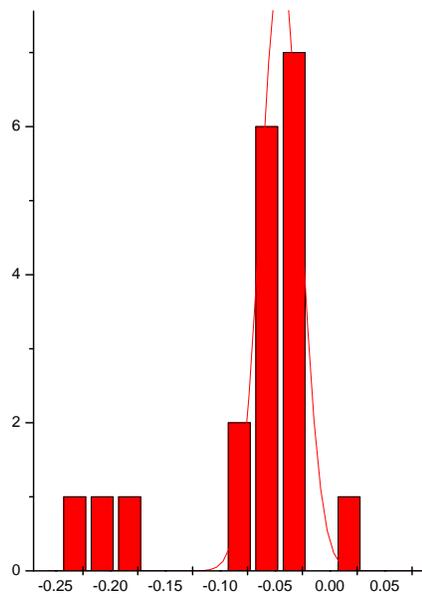


Figura 4.11 Distribuição dos valores do gradiente do oxigênio para galáxias de campo galáxias do aglomerado que podem alterar a distribuição do material na galáxia.

# PRINCIPAL COMPONENTS ANALYSIS (PCA)

O Principal Components Analysis (PCA) é uma técnica de análise estatística amplamente utilizada para encontrar correlações em conjuntos de dados de grandes dimensões. Tal técnica é baseada na análise dos autovetores e autovalores provenientes da matriz de covariância dos dados da amostra, mais detalhes podem ser encontrados em Murtagh & Heck (1987).

### 5.1 O método

Para demonstrar o método utilizado na análise estatística do PCA, serão utilizados dois conjuntos de dados:

$$X = x_1, x_2, x_3, \dots, x_n$$

$$Y = y_1, y_2, y_3, \dots, y_n$$

Ao realizar uma análise através do PCA, a primeira operação a ser realizada é produzir um conjunto de dados cuja a média seja zero. Para tanto, é necessário subtrair a média de cada conjunto de dados dos seus respectivos componentes, ou seja,  $x_n - \bar{x}$  e  $y_n - \bar{y}$ .

A seguir é calculada a matriz de covariância dos dados. A equação para o cálculo da covariância dos dados pode ser escrita da seguinte forma:

$$\text{cov}(X, Y) = \frac{\sum_{i=1}^n (x_i - \bar{x})(y_i - \bar{y})}{(n - 1)} \quad (5.1)$$

e a matriz de covariância será dada por:

$$C = \begin{pmatrix} \text{cov}(x, x) & \text{cov}(x, y) \\ \text{cov}(y, x) & \text{cov}(y, y) \end{pmatrix} \quad (5.2)$$

Como a matriz de covariância é uma matriz quadrada, é possível calcular os seus autovalores e os autovetores.

Seja  $A$  uma matriz  $n \times n$ ,  $x$  um vetor de  $n$  dimensões e  $\lambda$  um número, temos que:

$$Ax = \lambda x \quad (5.3)$$

onde o número  $\lambda$  é chamado de autovalor e o vetor  $x$  é denominado autovetor da matriz  $A$ . Desta forma, a equação 5.3 pode ser reescrita da seguinte forma:

$$(A - \lambda I)x = 0 \quad (5.4)$$

lembrando que  $I$  é a matriz identidade de ordem  $n$ .

Uma matriz  $n \times n$  possui  $n$  autovalores que estão associados a  $n$  autovetores. A solução não trivial da equação 5.4 ( $x \neq$  do vetor nulo) pode ser encontrada através da resolução da equação 5.5

$$\det(A - \lambda I) = 0 \quad (5.5)$$

ou seja,

$$\det \begin{vmatrix} a_{11} - \lambda & a_{12} & \dots & a_{1n} \\ a_{21} & a_{22} - \lambda & \dots & a_{2n} \\ \dots & \dots & \dots & \dots \\ a_{n1} & a_{n2} & \dots & a_{nn} - \lambda \end{vmatrix} = 0 \quad (5.6)$$

Os valores encontrados para  $\lambda$  correspondem aos autovalores da matriz, e cada um deles está associado a um autovetor que pode ser encontrado através da equação 5.3.

Dentre as propriedades dos autovetores destacam-se algumas que são de extrema importância para o PCA. Ao ser multiplicado por algum fator, um autovetor tem somente seu tamanho alterado, ou seja, sua direção permanece a mesma. Tal propriedade é muito útil, uma vez que um dos autovetores demonstra a tendência que os pontos da amostra estão seguindo, numa espécie de melhor ajuste. Outra propriedade importante é que os autovetores de uma mesma matriz são ortogonais, dessa forma é possível expressar o conjunto de pontos da amostra no referencial definido pelos autovetores.

Os autovalores também desempenham um papel importante para o PCA, uma vez que eles possuem em geral, valores bem diferentes. O autovetor que possui o autovalor mais alto é o principal componente dos dados.

Uma vez encontrados os autovalores e os autovetores da matriz de covariância o próximo passo é ordenar os autovetores através dos seu autovalores correspondentes (do mais alto para o mais baixo valor). Dessa forma os componentes da amostra são agrupados por ordem de significância.

Então uma matriz é construída com os autovetores em colunas. Na construção desta matriz é possível excluir os autovetores com menor significância, mas isso acarreta uma

perda de informação, uma vez que a dimensão da matriz de autovetores será menor que a dimensão determinada pelo conjunto de dados.

O último passo do método é tomar a matriz dos autovetores transposta e multiplicá-la pela matriz dos dados transposta (ou seja, os dados estão separados em colunas, onde cada linha representa uma dimensão). A matriz dos dados finais apresenta os dados em colunas e as dimensões ao longo das linhas.

$$DadosFinais = Matrizdosautovetores^T \times Matrizdosdados^T$$

ou seja,

$$DadosFinais = \begin{pmatrix} autovetor1 \\ autovetor2 \end{pmatrix} \times \begin{pmatrix} x_1 & x_2 & x_3 & \dots & x_n \\ y_1 & y_2 & y_3 & \dots & y_n \end{pmatrix}$$

Este procedimento traz como resultado os dados originais em termos dos autovetores escolhidos. Neste caso, foram utilizadas somente duas dimensões, mas o PCA é muito útil para reduzir uma amostra com muitas dimensões para somente aquelas que são significativas.

Neste trabalho o PCA foi utilizado na busca de correlações entre parâmetros intrínsecos das galáxias espirais e o gradiente radial de abundância do Oxigênio e a abundância do oxigênio extrapolada. Um código numérico foi utilizado para tanto e a busca de correlações foi realizada em 7 dimensões (seis parâmetros de galáxias espirais + valor do gradiente ou abundância do oxigênio). Desta forma foi possível identificar os coeficientes de correlação e os autovetores (dimensões) em que a correlação ocorria.

## CAPÍTULO 6

# RESULTADOS

O valor do gradiente radial de abundâncias e a abundância central de Oxigênio, são parâmetros muito importantes no estudo da evolução química de galáxias espirais. A análise da correlação entre estes valores e os parâmetros intrínsecos das galáxias espirais são muito úteis para o estabelecimento de vínculos para a modelagem da evolução destes objetos.

Utilizando-se de um método estatístico denominado PCA - *Principal Components Analysis*, compilado em um código numérico, foram encontradas correlações entre a abundância central de Oxigênio projetada e alguns parâmetros intrínsecos das galáxias. Através deste método foram procuradas correlações entre parâmetros intrínsecos das galáxias espirais, o valor do gradiente e a abundância central de oxigênio extrapolada. Foram encontradas correlações entre a abundância central de oxigênio e uma série de parâmetros das galáxias mas não foram obtidas correlações significativas entre tais parâmetros e o valor do gradiente radial de abundâncias.

Considerando que a abundância do oxigênio é representativa da metalicidade no diagnóstico químico de nebulosas fotoionizadas, daqui em diante a expressão metalicidade é adota para referir-se a abundância central do oxigênio extrapolada.

## 6.1 Correlações entre a Metalicidade e as Características Intrínsecas das Galáxias

Os parâmetros utilizados na busca de correlações com o valor do gradiente e a abundância central de oxigênio foram retirados da base de dados do LEDA (*Lyon-Meudon Extragalactic Database*) e são listados a seguir:

**Tipo T** Classificação numérica de acordo com o tipo morfológico

**Classe de Luminosidade** Parâmetro similar à classe de luminosidade estelar que classifica galáxias de acordo com o seu brilho. Esta classificação numérica (1 até 11, em ordem decrescente de brilho) depende fundamentalmente do tamanho, contraste e proeminência dos braços espirais.

**Raio da Galáxia ( $R_{25}$ )** - Raio correspondente à isofota de magnitude 25

**Brilho Superficial** [ $mag/arcsec^2$ ]

**Magnitudes U, B, V, R, I**

**Largura da linha de 21 cm do Hidrogênio**

**Fluxo da linha de 21 cm do Hidrogênio**

**Velocidade Máxima da Curva de Rotação**

**Dispersão de Velocidades Central**

**Velocidade Radial Heliocêntrica**

**Extinção devida à Inclinação**

**Inclinação**

**Índice de Luminosidade** Parâmetro calculado através da classe de luminosidade e do tipo morfológico  $\lambda = (I_c + T)/10$

**Índice da linha de 21 cm** Parâmetro calculado através da diferença entre a magnitude na linha de 21 cm e a magnitude B aparente, encontrando assim, um índice de cor para o HI. Este índice está diretamente ligado ao conteúdo de Hidrogênio por unidade de fluxo B.

## Velocidade Radial em relação ao Grupo Local

Velocidade Radial em relação a CMBR (Radiação Cós mica de Fundo)

## Módulo da Distância

Os valores de cada um destes parâmetros para cada galáxia da amostra estão listados nas tabelas 6.1 a 6.6.

Tabela 6.1 Parâmetros utilizados na busca de correlações

galáxia	Tipo T	Classe de Luminos.	$\log R_{25}$	Brilho Superf.	Magnitude B total	Magnitude I Total	U-B	B-V
IC342	5.9	2.0	0.022		9.63			
NGC0055	8.7	5.5	0.861	21.69	8.47		0.12	0.55
NGC0224	3.0	2.0	0.449	21.68	4.28		0.50	0.92
NGC0253	5.1	3.0	0.697	21.36	7.93		0.38	0.85
NGC0300	6.9	6.0	0.194	22.79	8.76		0.11	0.59
NGC0598	6.0	4.0	0.230	22.80	6.35		-0.10	0.55
NGC0628	5.2	1.0	0.025	22.50	9.69	8.83		0.56
NGC0753								
NGC0925	7.0	4.0	0.260	23.31	10.59	9.53		0.57
NGC1068	3.0	2.1	0.064	19.42	9.52		0.09	0.74
NGC1073	5.3	3.6	0.118	23.37	11.59		-0.10	0.50
NGC1232	5.0	1.6	0.054	22.56	10.56	9.25	0.00	0.63
NGC1313	7.0	6.9	0.099	22.46	9.65	8.43	-0.24	0.49
NGC1365	3.1	1.4	0.221	22.08	10.36	8.36	0.16	0.69
NGC1566	4.0	1.9	0.189	21.41	10.28	8.67	-0.04	0.62
NGC1637	5.0	3.0	0.073	22.32	11.43	10.52	0.05	0.64
NGC2403	6.0	5.0	0.302	21.60	8.81			0.47
NGC2460	1.9	5.0	0.127	20.97	12.61		0.33	0.91
NGC2541	6.0	6.7	0.295	23.27	12.13	10.86	-0.23	0.46
NGC2805	6.9		0.102	23.85	11.76	10.76		0.49
NGC2903	4.0	2.0	0.344	21.37	9.50	7.89	0.06	0.67
NGC2997	5.1	1.7	0.145	22.56	10.04			
NGC3031	2.4	2.0	0.321	21.22	7.79			0.95
NGC3184	5.9	3.3	0.013	22.69	10.40		-0.03	0.58
NGC3198	5.2	3.0	0.504	22.58	10.88	9.60	-0.04	0.54
NGC3319	5.9	3.3	0.271	24.11	11.71	10.63		0.41

Tabela 6.2 Parâmetros utilizados na busca de correlações. (Continuação)

galáxia	Tipo T	Classe de Luminos.	$\log R_{25}$	Brilho Superf.	Magnitude B total	Magnitude I Total	U-B	B-V
NGC3344	4.0	3.0	0.020	22.20	10.49		-0.07	0.59
NGC3351	3.0	3.0	0.187	21.66	10.57	8.52	0.18	0.80
NGC3359	5.2	2.9	0.204	22.67	11.05		-0.20	0.46
NGC3368	1.8	3.0	0.152	21.25	10.10	8.13	0.31	0.86
NGC3521	4.0	3.0	0.323	20.55	9.87	7.86	0.23	0.81
NGC3621	6.9	5.8	0.371	22.14	10.10	8.44	-0.08	0.62
NGC4254	5.2	1.5	0.053	21.14	10.40		0.01	0.57
NGC4258	4.0	3.9	0.415	21.62	9.12	7.35		0.69
NGC4303	4.0	1.0	0.045	21.71	10.15		-0.11	0.53
NGC4321	4.0	1.0	0.051	22.04	9.90		-0.01	0.70
NGC4501	3.4	1.6	0.218	21.55	10.21	8.37	0.37	0.73
NGC4559	6.0	4.0	0.372	22.09	10.26			0.45
NGC4651	5.2	2.9	0.175	21.06	11.38	9.70		0.57
NGC4654	5.9	3.0	0.251	21.76	11.02	9.54	-0.08	0.60
NGC4713	6.9	5.0	0.098	21.64	12.17	11.02	-0.26	0.47
NGC4725	2.1	1.7	0.160	22.20	9.90	8.16		0.72
NGC4736	2.4	3.0	0.059	18.67	8.59		0.16	0.75
NGC5033	5.2	2.0	0.369	22.22	10.69	8.75		0.55
NGC5055	4.0	3.0	0.219	21.34	9.31	7.59		0.72
NGC5068	6.0	5.3	0.049	22.44	10.65			0.67
NGC5194	4.0	1.0	0.122	21.15	8.53			0.60
NGC5195	1.0		0.101	21.24	10.49		0.31	0.90
NGC5236	5.0	2.7	0.021	21.25	7.79		0.03	0.66
NGC5457	5.9	1.0	0.015	22.99	8.38			0.45
NGC6384	3.6	1.0	0.297	23.20	11.34		0.23	0.72
NGC6946	5.9	1.3	0.032	22.98	9.74			0.67
NGC7331	3.9	2.0	0.356	21.44	10.16	15.00	0.30	0.87
NGC7793	7.4	6.3	0.212	21.95	9.70			

Tabela 6.3 Parâmetros utilizados na busca de correlações. (Continuação)

galáxia	Largura da linha 21 cm	Fluxo da linha 21 cm	V máx rotação	$\sigma_{veloc.}$ central	V. radial helioc.	Extinção pela Inclín.	Ângulo de Inclín.
IC342	153.63	8.27	2.17	1.871	23.5	0.039	25
NGC0055	161.73	9.21	1.83		129.8	1.565	85
NGC0224	507.63	6.00	2.39	2.230	-309.0	0.628	78
NGC0253	409.48	10.82	2.29	2.011	249.2	1.137	78
NGC0300	150.69	9.31	1.98		144.8	0.350	40
NGC0598	190.65	7.18	2.00	1.571	-180.8	0.405	55
NGC0628	76.28	11.50	1.63	1.838	655.7	0.044	35
NGC0753							
NGC0925	204.32	11.52	2.00		551.6	0.469	61
NGC1068	271.09	13.72	2.53	2.298	1142.4	0.096	21
NGC1073	90.98	13.13	1.68		1208.3	0.206	41
NGC1232	230.60	12.60	2.32		1680.7	0.093	29
NGC1313	171.59	10.99	2.07		474.1	0.179	38
NGC1365	389.44	12.27	2.33	2.180	1637.7	0.328	58
NGC1566	220.82	12.30	2.09	2.040	1500.2	0.305	52
NGC1637	187.27	13.16	2.16		7016.1	0.125	33
NGC2403	228.27	9.97	2.06		128.6	0.530	60
NGC2460	355.73	13.50	2.37		1450.7	0.158	44
NGC2541	193.27	12.42	1.95	1.724	560.0	0.520	67
NGC2805	110.77	12.81	1.82		1733.9	0.185	38
NGC2903	371.61	11.96	2.31	2.005	554.5	0.545	56
NGC2997	259.81	11.91	2.34		1087.2	0.250	32
NGC3031	410.60	9.98	2.35	2.208	-39.2	0.419	59
NGC3184	137.27	12.60	2.12		593.5	0.024	24
NGC3198	299.99	11.97	2.16	1.797	662.7	0.848	70
NGC3319	199.94	12.92	2.00		744.3	0.477	59

Tabela 6.4 Parâmetros utilizados na busca de correlações. (Continuação)

galáxia	Largura da linha 21 cm	Fluxo da linha 21 cm	V máx rotação	$\sigma_{veloc.}$ central	V. radial helioc.	Extinção pela Inclín.	Ângulo de Inclín.
NGC3344	161.71	12.15	2.34		580.1	0.033	18
NGC3351	262.60	13.31	2.25	1.994	777.5	0.274	42
NGC3359	243.07	12.16	2.13		1012.2	0.350	53
NGC3368	344.94	12.85	2.29	2.108	891.6	0.181	55
NGC3521	446.57	11.75	2.36		804.3	0.511	66
NGC3621	265.08	10.75	2.11		720.9	0.665	66
NGC4254	240.32	12.78	2.30	2.114	2405.4	0.092	32
NGC4258	413.32	11.00	2.30	2.128	450.1	0.648	72
NGC4303	163.48	12.63	2.18	2.036	1566.7	0.074	26
NGC4321	250.43	13.27	2.34	1.934	1578.0	0.084	30
NGC4501	510.68	13.69	2.44	2.207	2282.9	0.332	61
NGC4559	232.20	11.56	2.05		814.6	0.653	67
NGC4651	363.42	13.21	2.32		798.9	0.302	53
NGC4654	285.17	13.13	2.19		1038.0	0.441	56
NGC4713	169.56	13.38	2.07		652.6	0.177	38
NGC4725	391.15	12.61	2.35	2.120	1206.4	0.207	54
NGC4736	220.83	12.54	2.23	2.016	307.7	0.083	35
NGC5033	425.48	12.06	2.34	2.119	874.1	0.625	66
NGC5055	372.56	11.36	2.32	2.006	509.7	0.353	56
NGC5068	116.81	12.26	1.99		669.0	0.088	27
NGC5194	164.71	11.90	2.14	1.198	463.0	0.199	30
NGC5195				2.167	468.2	0.097	40
NGC5236	242.29	10.99	2.17		506.8	0.036	46
NGC5457	164.26	10.18	2.26	1.863	238.7	0.027	22
NGC6384	362.10	13.05	2.27	2.108	1664.4	0.458	63
NGC6946	217.80	10.13	2.26		39.4	0.058	31
NGC7331	503.43	11.98	2.39	2.139	818.4	0.559	75
NGC7793	179.43	11.69	1.98		228.6	0.385	53

Tabela 6.5 Parâmetros utilizados na busca de correlações. (Continuação)

galáxia	Índice de Luminosidade	Índice da linha 21 cm	V. Rad. em relação ao Grupo Local	V. Rad. em relação a Radiação Cósm. de Fundo
name	lambda	hic	vlg	v3k
IC342	0.815	2.179	268.2	-62.2
NGC0055	1.515	2.366	115.6	-115.6
NGC0224	0.454	2.807	-22.1	-584.1
NGC0253	0.715	4.115	297.5	-34.2
NGC0300	1.283	0.953	127.4	-90.9
NGC0598	0.993	1.416	68.1	-454.7
NGC0628	0.650	2.167	860.4	362.7
NGC0753				
NGC0925	1.094	1.728	779.9	329.4
NGC1068	0.535	4.454	1245.4	918.4
NGC1073	0.898	1.930	1316.4	984.7
NGC1232	0.684	2.258	1673.7	1516.3
NGC1313	1.394	1.986	283.1	436.9
NGC1365	0.446	2.341	1547.6	1532.7
NGC1566	0.596	2.377	1318.1	1479.2
NGC1637	0.829	2.036	713.9	661.9
NGC2403	1.084	1.865	297.1	179.5
NGC2460	0.703	1.378	1592.9	1532.1
NGC2541	1.621	1.026	646.3	696.0
NGC2805		1.467	1874.8	1837.2
NGC2903	0.572	3.148	476.5	839.6
NGC2997	0.687	2.588	805.7	1388.3
NGC3031	0.419	2.960	120.5	46.2
NGC3184	0.942	2.300	6.1	828.7
NGC3198	0.763	1.989	702.9	879.3
NGC3319	0.912	1.763	762.8	983.5

Tabela 6.6 Parâmetros utilizados na busca de correlações. (Continuação)

galáxia	Índice de Luminosidade	Índice da linha 21 cm	V. Rad. em relação ao Grupo Local	V. Rad. em relação a Radiação Cós. de Fundo
NGC3344	0.735	1.842	509.0	885.8
NGC3351	0.601	3.138	639.7	1117.0
NGC3359	0.805	1.502	1142.1	1139.2
NGC3368	0.487	3.048	754.2	1231.4
NGC3521	0.676	2.650	613.4	1161.9
NGC3621	1.270	1.667	430.4	1041.9
NGC4254	0.704	2.653	2293.4	2730.7
NGC4258	0.743	2.603	507.2	657.2
NGC4303	0.535	2.661	1409.2	1906.8
NGC4321	0.534	3.582	1474.1	1898.6
NGC4501	0.490	4.000	2175.1	2602.4
NGC4559	0.983	2.034	775.9	1095.3
NGC4651	0.817	2.248	704.8	1108.0
NGC4654	0.888	2.664	928.2	1353.9
NGC4713	1.188	1.511	508.9	977.1
NGC4725	0.391	2.981	1160.2	1487.6
NGC4736	0.572	4.120	341.4	531.2
NGC5033	0.684	2.042	892.7	1103.7
NGC5055	0.698	2.481	556.3	716.4
NGC5068	1.152	2.146	438.8	970.7
NGC5194	0.525	3.721	539.8	639.9
NGC5195			545.3	644.7
NGC5236	0.810	3.526	261.4	780.0
NGC5457	0.715	1.869	359.9	365.3
NGC6384	0.442	2.705	1726.4	1636.9
NGC6946	0.744	1.931	327.4	-127.7
NGC7331	0.561	2.781	1112.2	506.7
NGC7793	1.370	2.462	252.9	-48.6

Os parâmetros que apresentaram correlações significativas são listados a seguir

**Tipo Morfológico**

**Ângulo de Inclinação**

**B-V total**

$R_{25}$

**Velocidade Máxima de Rotação**

**Índice de Luminosidade**

**Classe de Luminosidade**

### 6.1.1 Classificação da Amostra

Para realização de uma análise mais detalhada, cada teste de correlação foi realizado 3 vezes seguindo as divisões:

- **Caso A** - A base de dados é dividida em galáxias *early-type* ( $T < 5$ ) e *late-type* ( $T > 5$ ).
- **Caso B** - A base de dados é dividida em galáxias barradas (B), sem barra (A) e intermediárias (AB).
- **Caso C** - A base de dados é dividida em galáxias pertencentes a grupos e em galáxias de campo.

Após a análise dos resultados notou-se que para a maioria dos parâmetros, a única classificação que apresenta uma divisão clara entre a localização dos pontos no gráfico é o **Caso A**, onde as galáxias são divididas de acordo com o tipo morfológico.

### 6.1.2 Metalicidade x Tipo Morfológico

A figura (6.1) mostra a correlação existente entre o tipo morfológico e a metalicidade das galáxias. Nota-se que a correlação é bem mais clara para as galáxias de *late-type* do

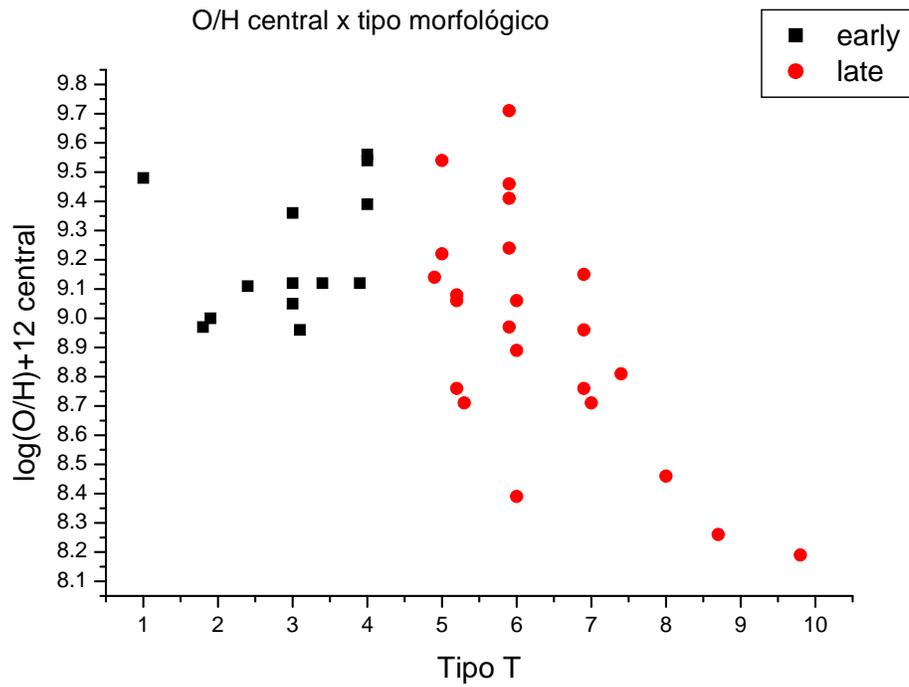


Figura 6.1 Correlação entre a metalicidade e o tipo morfológico

que para as galáxias *early-type*.

Os gráficos da abundância central de Oxigênio *versus* o Ângulo de Inclinação, B-V e  $R_{25}$  são mostrados a seguir (Figuras(6.2), (6.3) e (6.4)). Nestas figuras nota-se que as galáxias *early-type* seguem tendências diferentes das galáxias *late-type*.

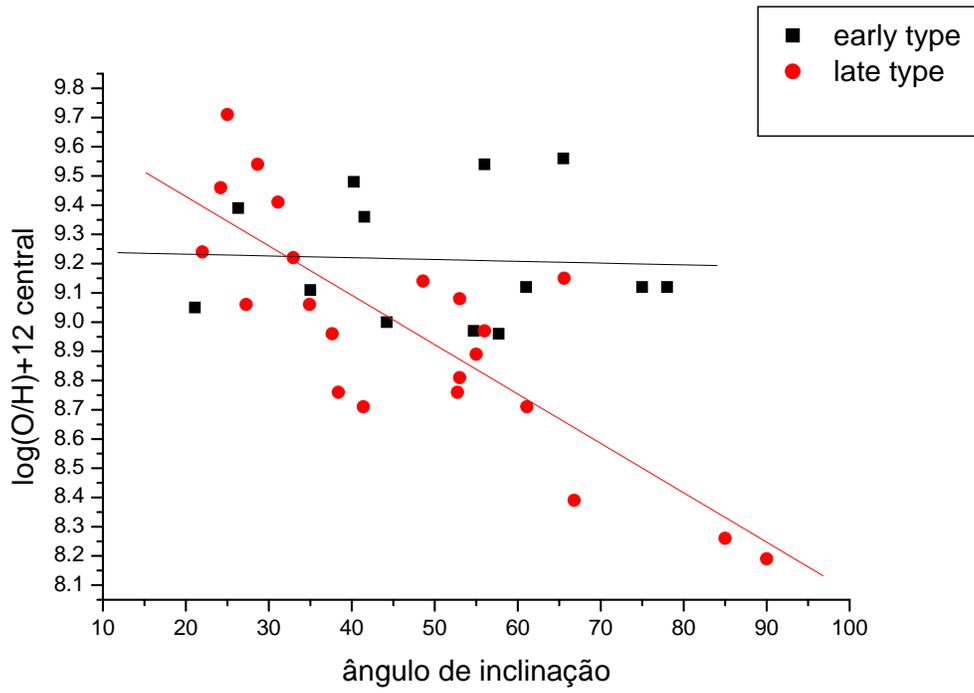


Figura 6.2 Correlação entre a metalicidade e o ângulo de inclinação

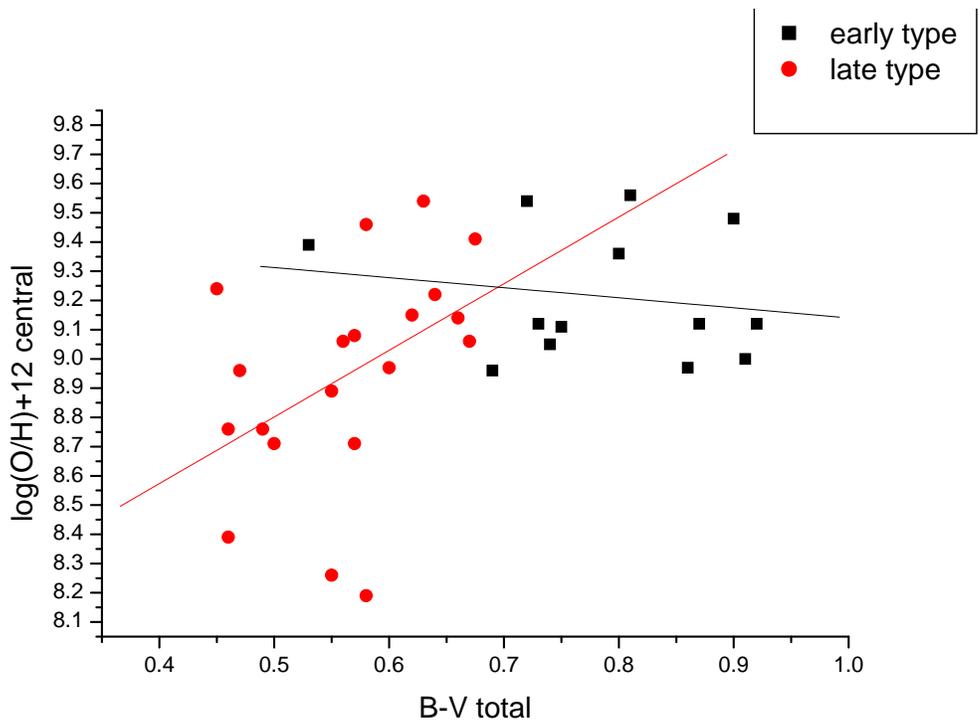


Figura 6.3 Correlação entre a metalicidade e a cor B-V total

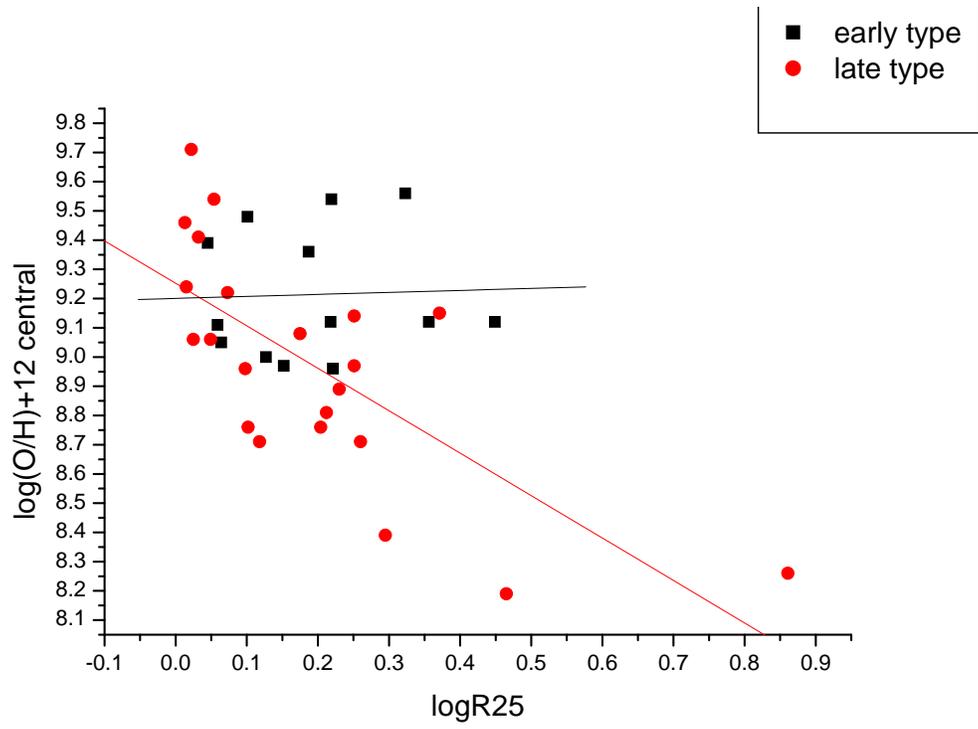


Figura 6.4 Correlação entre a metalicidade e o raio da galáxia na isofota 25

### 6.1.3 Metalicidade x Velocidade Máxima de Rotação, Índice de Luminosidade

As figuras (6.5), (6.6) mostram a correlação existente entre a abundância central de oxigênio e a Velocidade Máxima de Rotação e o Índice de Luminosidade, respectivamente. É possível notar que embora as galáxias *early-type* e as galáxias *late-type* sigam as mesmas tendências, localizam-se em regiões diferentes dos gráficos.

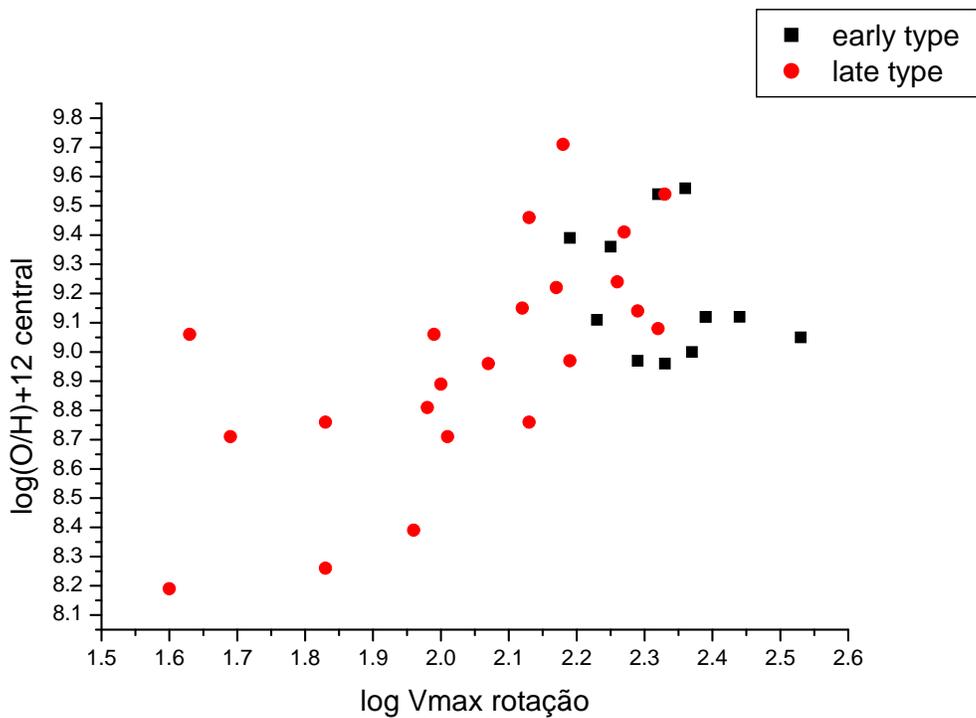


Figura 6.5 Correlação entre a metalicidade e o logaritmo da velocidade máxima da curva de rotação

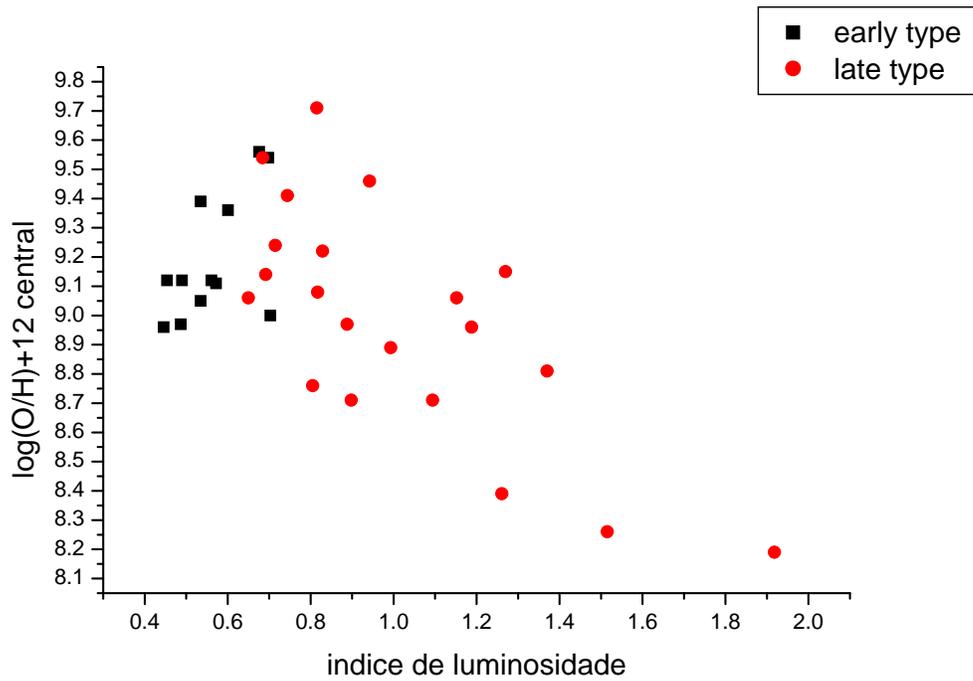


Figura 6.6 Correlação entre a metalicidade e o índice de luminosidade

#### 6.1.4 Metalicidade x Classe de Luminosidade

A figura (6.7) mostra a correlação existente entre a abundância central de oxigênio e a Classe de Luminosidade das galáxias. A mesma não apresenta nenhuma tendência nas divisões realizadas, ou seja, independente do caso escolhido (A, B ou C), os grupos aparecem distribuídos aleatoriamente.

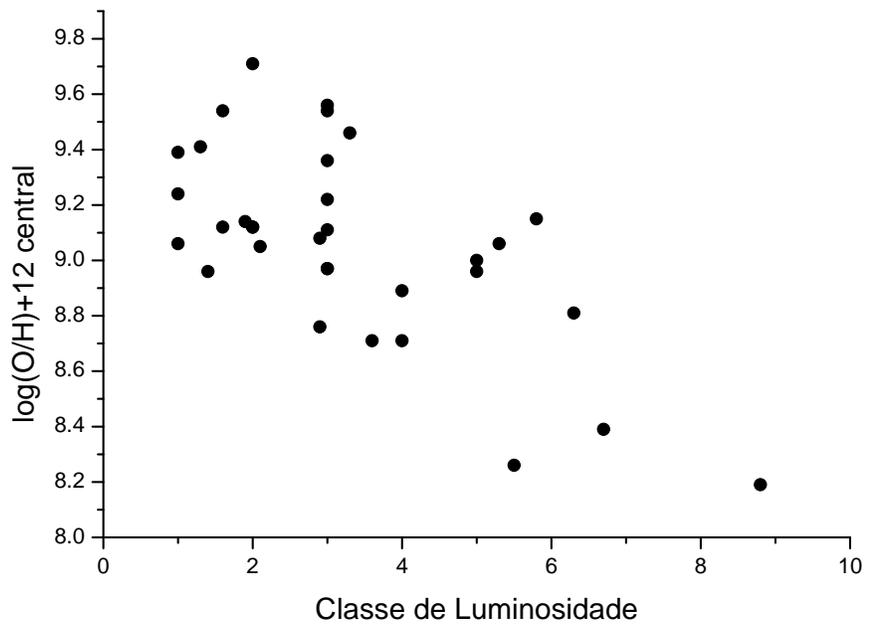


Figura 6.7 Correlação entre a metalicidade e a classe de luminosidade

# DISCUSSÃO DOS RESULTADOS E PERSPECTIVAS FUTURAS

## 7.1 Discussão dos Resultados

### 7.1.1 NGC 55

Uma amostra de Regiões HII em NGC 55 foi observada em dezembro de 2000 e esta galáxia foi adicionada à base de dados após ter os espectros das nebulosas reduzido e as abundâncias calculadas. Um método de desprojeção idealizado por R. Ortiz (EACH/USP) foi utilizado para uma estimativa da distância galactocêntrica das Regiões HII. O valor encontrado para o gradiente radial de abundância do oxigênio foi de  $0.008 \pm 0.013$ , valor compatível ao encontrado por Webster & Smith (1983). Este valor sugere que NGC 55 sofreu um *merging* recente ou que é uma galáxia similar à Grande Nuvem de Magalhães (como sugere sua classificação - SBm) que também não apresenta um valor significativo para o gradiente radial de abundâncias.

### **7.1.2 A forma do gradiente**

Como pode ser visto na figura 4.4 o gradiente radial de abundâncias do oxigênio destas galáxias apresenta uma quebra na região mais externa do disco. Como visto na seção 1.3.2, este efeito aparece também na Via Láctea quando o gradiente radial é traçado incluindo objetos situados a distâncias galactocêntricas maiores que 10 kpc, como descrito por Costa, Uchida & Maciel (2004). Existem algumas interpretações possíveis para este comportamento, como por exemplo, a associação da descontinuidade no gradiente com o raio de co-rotação da galáxia (Acharova, Lépine & Mishurov, 2005), ou a variação nas taxas de formação estelar ao longo do disco galáctico previsto por modelos de evolução química como os de Chiappini, Romano & Matteucci (2003) ou Mollá & Díaz (2005).

As galáxias da base de dados que apresentaram quebra no gradiente radial de abundâncias são todas classificadas como Sc, tal fato pode ser tratado como uma simples coincidência ou, lembrando que a Via Láctea também é classificada como uma galáxia Sc (SABc), pode-se inferir que tal efeito seja observado preferencialmente neste tipo de objeto. O número de galáxias com esta tendência observada ainda é muito pequeno, mais observações devem ser realizadas para a obtenção de resultados mais conclusivos.

### **7.1.3 Valores mais prováveis para o gradiente radial de abundância do Oxigênio**

Através da construção de histogramas e ajuste de gaussianas, foram obtidos os valores mais prováveis para os gradientes radiais de abundância do oxigênio das galáxias contidas na base de dados. Estes valores são apresentados na tabela 7.1.

É importante notar que neste caso, as incertezas encontradas através do ajuste das gaussianas reflete a dispersão intrínseca dos dados, uma vez que os critérios de classificação morfológica das galáxias espirais são incertos, as galáxias em estudo estão em diferentes estágios evolutivos e a densidade de galáxias em aglomerados é muito variável.

Tabela 7.1 Valores mais prováveis para o gradiente radial de Abundância do Oxigênio

galáxias:	valor mais provável do gradiente	$\sigma$
todas	-0.039	0.030
grupo	-0.031	0.022
campo	-0.045	0.018
early-type	-0.034	0.029
late-type	-0.045	0.030
sem barra	-0.036	0.026
barrada	-0.043	0.031

O valor encontrado quando todas as galáxias da amostra são levadas em conta é compatível com valores encontrados na literatura para a Via Láctea através do estudo de populações jovens, como os encontrados por Deharveng *et al.* (2000) e Esteban *et al.* (2005).

As galáxias em grupos apresentam um valor mais provável do gradiente radial de oxigênio mais baixo que o valor encontrado para as galáxias de campo. Tal fato sugere a existência de prováveis efeitos ambientais na evolução química de galáxias espirais, como por exemplo deficiência na distribuição de HI nas galáxias em aglomerados (Giovanelli & Haynes, 1982), o que acarretaria uma evolução química mais rápida destes objetos e conseqüentemente um "achatamento" do gradiente radial do oxigênio, como demonstrado por Maciel, Costa & Uchida (2003) e Maciel, Lago & Costa (2006) em trabalhos sobre a evolução temporal do gradiente radial de abundâncias da Via Láctea. Outra explicação que pode ser invocada para explicar tal constatação são as possíveis interações dinâmicas que ocorrem entre as galáxias do aglomerado, como por exemplo, efeitos de maré, que podem alterar a distribuição do material interno das galáxias.

Como mencionado anteriormente, galáxias em estágios mais avançados de evolução química apresentam gradientes radiais de abundâncias menos inclinados que os encontrados em galáxias menos evoluídas. Tal afirmação pode ser constatada nos gradientes mais prováveis encontrados para as galáxias *early-type* e *late-type*.

Quanto à presença de barra em galáxias espirais, deve-se notar que as barras mais luminosas, como as observadas nas galáxias da base de dados, não possuem massa suficiente para provocar instabilidades ao longo do disco das galáxias hospedeiras. Nestes casos, a barra provoca uma diminuição do gás somente na parte mais interna do disco, ocasionando uma evolução química mais rápida para esta região. Este fato contribui para que o gradiente radial de abundâncias químicas seja mais inclinado para galáxias barradas do que para galáxias sem barra, como pode ser comprovado através dos valores encontrados para os gradientes mais prováveis.

Outra possibilidade são as barras mais massivas que podem existir no interior dos bojos. As mesmas provocam efeitos dinâmicos no disco que interferem com a formação estelar e, conseqüentemente, com a evolução química.

#### 7.1.4 Correlações encontradas

Foram encontradas correlações da abundância central do oxigênio extrapolada com o tipo morfológico, o ângulo de inclinação,  $\text{cor}(B-V)$ , o raio da galáxia correspondente a isofota 25, a velocidade de máxima de rotação, o índice de luminosidade e a classe de luminosidade. Estas correlações são discutidas a seguir:

##### **Tipo Morfológico**

A figura 6.1 mostra que a correlação é bem mais clara para as galáxias *late-type* do que para as galáxia *early-type*. Uma explicação para este fato é que a formação estelar ainda é significativa naas galáxias *late-type* e conseqüentemente é possível encontrar estas galáxias em diferentes estágios evolutivos.

## Ângulo de Inclinação e B-V

As figuras 6.2 e 6.3 representam respectivamente a correlação da abundância central de oxigênio extrapolada com o Ângulo de Inclinação e o B-V total da galáxia. Em ambos os casos, o que causa diferentes distribuições é a diferença nos estágios evolutivos das duas amostras. As galáxias *late-type* possuem muito mais gás e poeira do que as galáxias *early-type* ocasionando um efeito mais visível na correlação com o ângulo de Inclinação. O mesmo efeito se repete na correlação com o B-V total, uma vez que as galáxias *late-type* possuem regiões de intensa formação estelar enquanto que as galáxias *early-type*, já evoluídas, consumiram boa parte do gás disponível à formação estelar. Esta hipótese pode ser evidenciada examinando-se a figura ?? na qual as galáxias *late-type* mais azuis possuem menor metalicidade.

### $R_{25}$

Neste caso, através da análise da figura 6.4 nota-se que a correlação é muito mais bem definida para as galáxias *late-type* do que para as galáxias *early-type*. A origem de tal fato é incerta, mas acredita-se que seja um efeito observacional, uma vez que a determinação do raio correspondente a isofota 25 é muito mais preciso para as galáxias *late-type*, que em geral, são mais brilhantes. Precisa-se aumentar consideravelmente a amostra para obter dados mais conclusivos sobre esta correlação.

## Velocidade Máxima de Rotação

A figura 6.5 mostra o comportamento da abundância central de oxigênio extrapolada em relação à velocidade máxima da curva de rotação. Nota-se que as galáxias *early-type* (mais evoluídas) possuem metalicidades e velocidades de rotação mais altas, isto ocorre porque as mesmas possuem braços espirais mais fechados. Garnett (2002) sugere que galáxias com velocidade de rotação menores que 150 km/s podem perder uma fração do gás ejetado por supernovas em ventos galácticos, enquanto galáxias com velocidades de

rotação maiores tendem a reter os metais no meio interestelar.

## Índice de Luminosidade e Classe de Luminosidade

Em ambas as figuras (6.6 e 6.7) nota-se a tendência de galáxias com maior abundância de oxigênio serem mais luminosas. Tal correlação já é bem conhecida para galáxias elípticas e se confirma para galáxias espirais. A diferença na distribuição entre os pontos das figuras correspondentes ao índice de luminosidade e à classe de luminosidade deve-se a normalização realizada no cálculo do segundo parâmetro.

## 7.2 Perspectivas Futuras

Em síntese, os próximos passos para o prosseguimento deste projeto devem ser:

- A base de dados compilada neste trabalho deverá ser ampliada com a observação de Regiões HII e Nebulosas Planetárias em galáxias espirais com pequenos ângulos de inclinação.
- O comportamento do gradiente radial de abundâncias á grandes distâncias galactocêntricas será estudado mais detalhadamente.
- Uma análise dos modelos de evolução química disponíveis na literatura será realizada para a construção de um modelo geral de evolução de discos espirais, levando-se em conta os vínculos observacionais encontrados neste trabalho.

# APÊNDICE

## Abundâncias Químicas dos objetos pertencentes a Base de Dados

Tabela 7.2 IC 342

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
0.43	9.65
4.00	9.36
7.43	8.55
12.06	8.30

Tabela 7.3 NGC 224

Raio (kpc)	log(O/H) + 12	Raio (kpc)	log(O/H) + 12	Raio (kpc)	log(O/H) +12
5.3	9.01	9.6	9.03	12.2	8.78
5.4	9.03	9.6	8.74	12.2	8.82
5.4	8.83	9.6	8.85	12.2	8.57
5.4	9.27	9.6	8.88	12.3	8.45
5.4	9.06	9.6	8.80	12.3	8.30
5.4	9.12	9.6	8.63	12.3	9.12
5.4	9.11	9.6	9.06	13.6	8.42
5.4	9.18	9.6	8.96	14.1	8.43
5.4	9.05	9.6	8.99	14.1	8.60
5.4	8.87	10.1	8.87	14.1	8.40
7.1	9.08	10.1	8.77	14.2	8.62
9.0	8.67	10.3	9.14	14.2	8.99
9.0	8.97	10.4	9.00	14.2	9.26
9.0	8.77	10.4	9.18	14.2	9.00
9.0	9.17	10.4	9.11	14.2	9.18
9.0	9.20	10.4	9.27	14.3	8.85
9.0	9.20	10.5	8.83	14.4	8.61
9.0	9.20	10.8	9.04	14.4	8.96
9.0	9.28	10.9	8.87	14.4	8.49
9.0	9.16	10.9	8.80	14.4	8.57
9.0	8.89	10.9	9.06	14.4	8.81
9.0	9.17	10.9	8.72	14.4	8.86
9.0	9.16	10.9	9.12	15.7	8.51
9.1	9.12	10.9	9.20	15.8	8.83
9.1	8.77	10.9	8.92	16.0	9.37
9.1	9.20	10.9	8.77	16.0	9.12
9.1	9.20	10.9	9.34	16.0	9.01
9.1	8.98	11.5	9.19	16.0	8.50
9.1	8.42	11.6	9.11	16.0	8.96

Tabela 7.4 NGC 224. Continuação

Raio (kpc)	log(O/H) + 12	Raio (kpc)	log(O/H) + 12	Raio (kpc)	log(O/H) +12
9.2	8.91	11.6	8.93	16.0	8.37
9.2	9.08	11.7	8.97	16.1	8.55
9.2	9.18	11.7	9.12	16.1	9.03
9.2	8.86	11.7	9.20	16.1	9.12
9.2	8.91	11.7	9.12	16.1	8.99
9.2	9.21	11.7	9.12	16.1	9.13
9.2	9.29	12.0	8.97	16.1	9.03
9.2	9.03	12.1	8.67	16.1	8.87
9.2	8.92	12.1	8.45	18.9	8.82
9.2	9.03	12.1	9.05	19.7	8.66
9.3	9.41	12.2	8.63	22.7	8.59
9.6	8.68				

Tabela 7.5 NGC 300

Raio (kpc)	log(O/H) + 12
1.26	8.58
1.33	8.50
1.39	8.41
1.43	8.78
2.92	8.76
3.50	8.19

Tabela 7.6 NGC 598

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
0.28	9.11
0.98	8.78
1.28	8.70
1.42	8.72
1.57	8.56
2.22	8.49
2.77	8.57
2.83	8.26
3.06	8.47
3.83	8.46
4.73	8.52
4.90	8.20
5.03	8.18
5.68	8.18
6.24	8.18
6.38	8.24

Tabela 7.7 NGC 628

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
2.50	8.92
2.70	9.12
4.29	8.98
4.32	8.86
5.58	8.51
7.18	8.65
7.41	8.57
8.12	8.65
8.41	9.07
8.74	8.76
8.83	8.56
9.20	8.87
9.56	8.73
10.20	8.56
10.56	8.66
10.64	8.58
10.65	8.63
10.79	8.48
13.23	8.54
13.29	8.81
13.31	8.50
13.61	8.53
13.67	8.46
13.76	8.36
13.98	8.46
14.95	8.28

Tabela 7.8 NGC 753

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
4.03	9.01
7.96	9.11
9.39	8.75
9.86	9.05
16.12	8.58
16.75	8.50
19.42	8.55
19.52	8.64
23.10	8.54
23.38	8.50
23.43	8.55
23.85	8.65
25.16	8.51
25.23	8.48

Tabela 7.9 NGC 925

Raio (kpc)	log(O/H) + 12	Raio (kpc)	log(O/H) + 12
0.16	8.76	9.62	8.38
0.24	8.87	9.62	8.38
0.30	8.51	9.74	8.46
0.38	8.79	9.76	8.33
0.51	8.82	9.87	8.61
0.73	8.77	10.06	8.41
1.42	8.95	10.25	8.31
1.71	8.80	10.32	8.54
1.98	8.70	10.42	8.57
4.29	8.53	10.44	8.26
5.24	8.29	10.64	8.25
5.49	8.29	10.93	8.36
5.66	8.64	11.35	8.33
5.99	8.56	11.65	8.37
6.25	8.48	11.70	8.45
6.27	8.47	11.79	8.25
6.29	8.61	12.13	8.33
6.81	8.41	12.27	8.39
6.98	8.51	12.31	8.49
7.05	8.36	12.72	8.52
7.12	8.58	12.90	8.38
7.76	8.49	13.27	8.55
8.07	8.53	13.41	8.69
8.77	8.74	14.27	8.65
8.99	8.42	14.31	8.59
9.18	8.33	18.08	8.27
9.36	8.41		

Tabela 7.10 NGC 1232

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
6.48	9.20
7.82	9.12
7.94	9.03
9.27	9.12
11.03	8.89
11.05	8.75
11.10	8.68
12.08	8.77
13.13	8.63
13.96	8.57
15.74	8.74
15.80	8.55
15.88	8.59
16.33	8.55
17.18	8.62
19.59	8.29

Tabela 7.11 NGC 1313

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
0.00	8.64
0.22	8.65
1.39	8.24
1.57	8.32
3.40	8.32
4.79	8.35

Tabela 7.12 NGC 1365

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
6.57	8.87
12.70	8.85
22.12	8.71

Tabela 7.13 NGC 1637

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
0.05	9.17
0.81	9.20
1.00	8.81
1.01	9.34
1.11	9.04
1.23	9.21
1.28	9.30
1.45	9.20
1.49	9.30
2.57	9.26
2.72	9.39
2.76	8.97
2.82	9.26
2.91	9.25
2.96	9.01
3.89	8.83

Tabela 7.14 NGC 2403

Raio (kpc)	log(O/H) + 12	Raio (kpc)	log(O/H) + 12
0.83	8.24	4.97	8.53
0.83	8.24	5.34	8.54
0.83	8.27	5.62	8.55
0.95	8.32	5.62	8.55
1.01	8.32	5.64	8.56
1.01	8.35	5.64	8.57
1.05	8.35	5.83	8.57
1.05	8.35	6.01	8.57
1.27	8.36	6.43	8.58
2.02	8.37	7.22	8.59
2.02	8.43	7.82	8.59
2.14	8.43	7.84	8.60
2.14	8.43	8.43	8.60
2.23	8.43	8.50	8.60
2.62	8.44	8.86	8.60
2.62	8.46	9.10	8.66
2.80	8.46	9.14	8.66
2.80	8.47	9.20	8.67
3.12	8.48	9.40	8.68
3.19	8.48	9.46	8.68
3.48	8.49	9.83	8.70
3.48	8.50	10.41	8.77
3.68	8.50	11.55	8.85
3.68	8.52	11.93	8.85
4.59	8.52	12.02	8.90
4.70	8.52	12.10	8.91

Tabela 7.15 NGC 2541

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
2.04	8.40
2.35	8.29
2.45	8.53
2.65	8.39
2.65	8.66
2.65	8.44
2.76	8.39
3.16	8.23
3.37	8.54
3.57	8.38
4.08	8.59
5.10	8.50
5.21	8.40
5.31	8.52
5.31	8.58
6.23	8.36
6.84	8.42
7.25	8.73
8.17	8.45

Tabela 7.16 NGC 2805

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
6.93	8.62
7.01	8.54
7.22	8.64
7.44	8.64
7.84	8.57
11.07	8.47
11.37	8.55
14.81	8.50
15.54	8.32
15.68	8.37
15.69	8.33
16.10	8.39
16.21	8.38
16.27	8.28
17.35	8.32
20.32	8.49
20.76	8.20

Tabela 7.17 NGC 3184

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12	Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
0.00	9.26	4.54	8.94
1.69	8.98	4.60	9.18
2.57	9.29	4.60	9.21
2.82	9.21	4.98	8.94
2.91	9.22	5.52	9.21
3.10	9.07	5.91	8.75
3.10	9.26	5.93	9.22
3.13	9.29	5.98	9.07
3.38	9.13	6.07	8.76
3.51	9.19	6.36	8.74
3.70	9.19	7.61	8.47
3.85	9.23	7.65	9.11
3.86	9.27	7.65	8.38
4.16	9.21	7.65	8.76
4.22	9.01	7.67	8.80
4.41	9.04	7.68	8.55
4.51	8.93		

Tabela 7.18 NGC 3351

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
0.40	9.33
3.64	9.32
6.00	9.23
7.87	9.18

Tabela 7.19 NGC 3359

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12	Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12	Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
0.60	8.83	3.29	8.55	5.38	8.33
0.65	8.85	3.39	8.55	5.47	8.49
0.88	8.83	3.53	8.70	6.08	8.55
0.97	8.81	3.57	8.61	6.26	8.36
1.39	8.85	3.57	8.72	6.40	8.36
1.95	8.76	3.57	8.51	6.45	8.51
1.95	8.80	3.57	8.50	6.50	8.57
1.99	8.77	3.62	8.55	6.50	8.43
2.13	8.72	3.67	8.71	6.68	8.29
2.32	8.53	3.67	8.73	6.73	8.59
2.37	8.56	3.76	8.51	6.82	8.51
2.46	8.78	3.80	8.56	7.19	8.46
2.60	8.74	3.80	8.64	7.28	8.65
2.64	8.68	4.18	8.56	7.28	8.47
2.69	8.60	4.18	8.67	7.28	8.50
2.74	8.65	4.41	8.62	7.66	8.69
2.78	8.66	4.50	8.47	7.75	8.67
2.88	8.63	4.64	8.56	8.03	8.62
2.88	8.69	4.73	8.63	8.17	8.60
2.92	8.61	4.78	8.43	8.72	8.48
3.02	8.72	4.83	8.47	9.05	8.35
3.06	8.61	4.92	8.51	9.14	8.74
3.11	8.60	5.10	8.68	9.23	8.57
3.15	8.66	5.15	8.45	9.47	8.36
3.25	8.64	5.15	8.71		
3.29	8.82	5.29	8.51		

Tabela 7.20 NGC 3521

Raio (kpc)	$\log(O/H)$ + 12
1.43	9.29
2.50	9.18
3.03	9.15
3.03	8.97
3.03	8.81
3.03	9.21
3.57	9.07
4.19	8.66
5.89	8.36
6.33	8.65

Tabela 7.21 NGC 4395

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
1.22	8.26
1.24	8.51
1.34	8.36
1.49	8.64
2.11	8.50
2.30	8.36
2.81	8.38
3.16	8.52
3.23	8.36
4.37	8.29
5.38	8.50
5.51	8.43
5.60	8.45
7.16	8.33
7.24	8.30

Tabela 7.22 NGC 4651

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
1.34	9.26
1.61	9.18
2.23	8.72
5.18	8.62
5.45	8.62
7.55	8.52
11.01	8.69

Tabela 7.23 NGC 4654

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
0.44	8.79
1.93	8.94
3.09	8.93
4.53	8.63
6.24	8.41
6.51	8.63

Tabela 7.24 NGC 4713

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
1.80	8.74
3.35	8.52
3.53	8.48
3.57	8.60

Tabela 7.25 NGC 5055

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
3.17	9.30
4.56	9.19
5.02	9.22
5.59	9.19
9.29	8.88

Tabela 7.26 NGC 5068

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
1.16	8.88
1.86	8.58
2.41	8.63
3.43	8.37

Tabela 7.27 NGC 5195

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
2.31	9.31
6.11	9.18
6.61	9.24
9.18	8.92
10.17	8.94

Tabela 7.28 NGC 5457

Raio (kpc)	log(O/H) + 12	Raio (kpc)	log(O/H) + 12	Raio (kpc)	log(O/H) + 12
0.00	8.76	7.43	8.34	14.17	8.50
0.00	9.21	7.67	8.62	14.60	8.34
1.26	9.29	8.10	9.20	14.78	8.63
2.22	9.23	8.12	8.33	14.78	8.32
2.32	9.31	8.18	8.67	14.83	8.50
2.99	8.99	8.50	9.05	15.10	8.31
3.14	9.27	9.12	8.44	15.41	8.54
3.97	9.02	9.75	8.95	15.46	8.28
4.00	9.15	9.75	8.52	15.53	8.57
4.00	9.18	10.08	8.43	15.64	8.21
4.40	9.31	10.38	8.71	15.98	8.43
4.74	8.69	10.38	8.65	17.00	8.29
5.03	9.03	10.63	8.29	17.30	8.46
5.30	8.45	10.69	8.64	17.30	8.41
5.35	9.04	10.69	8.39	17.30	8.36
5.35	9.08	10.69	8.34	17.61	8.29
5.40	9.08	11.10	8.36	17.61	8.32
5.64	8.33	11.10	8.35	19.16	8.12
5.66	9.05	11.95	8.59	21.07	8.24
5.72	8.72	12.18	8.17	23.58	8.31
5.97	8.69	12.41	8.37	23.63	8.52
6.05	8.61	12.57	8.27	25.47	8.12
6.30	8.72	12.89	8.36	25.47	8.27
6.90	8.74	13.04	8.19	25.47	8.24
6.92	9.09	13.05	8.65	25.47	8.16
6.92	8.89	13.09	8.69	25.47	8.16
6.92	8.85	13.21	8.34	26.20	8.15
7.20	9.08	13.52	8.35	26.20	8.13
7.23	9.06	13.57	8.37	32.71	8.36
7.23	8.94	13.77	8.13		

Tabela 7.29 NGC 6946

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
2.17	9.14
2.65	9.32
4.29	9.09
6.00	8.49
6.39	8.80
7.69	8.78
8.57	8.71

Tabela 7.30 NGC 7793

Raio (kpc)	$\log(\text{O}/\text{H})$ + 12
0.60	9.18
0.85	8.63
1.06	8.55
1.10	8.41
1.56	8.82
1.67	8.57
1.84	8.58
2.20	8.56
2.55	8.53
2.60	8.81
3.15	8.36
3.50	8.59
3.51	8.56
3.68	8.40
4.80	8.37

# REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Acharova, I. A., Lépine, J. R. D., & Mishurov, Y. N.: 2005, Imprints of Spiral Arms in the Oxygen Distribution over the Galactic Disk, *MNRAS* **359**, 819
- Aller, L. H.: 1942, The Spectra of the Emission Nebulosities in Messier 33, *ApJ* **95**, 52
- Andrievsky, S. M., Kovtyukh, V. V., Luck, R. E., Lpine, J. R. D., Maciel, W. J., & Beletsky, Y. V.: 2002, Using Cepheids to determine the galactic abundance gradient. III. First results for the outer disc, *A&A* **392**, 491
- Blair, W. P., Kirshner, R. P., & Chevalier, R. A.: 1982, Abundances Gradients in M31: Comparison of Results from Supernova Remnants and HII Regions , *ApJ* **254**, 50
- Cardelli, J. A., Clayton, C., & Mathis, J. S.: 1989, The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction , *ApJ* **345**, 245
- Chiappini, C., Romano, D., & Matteucci, F.: 2003, Oxygen, carbon and nitrogen evolution in galaxies , *MNRAS* **339**, 63
- Chun, M. S.: 1983, The Late Type Spiral Galaxy NGC 7793. I. Abundances of HII Regions , *The Journal of the Korean Astronomical Society* **16**, 1
- Costa, R. D. D., de Freitas Pacheco, J. A., & De França, J. A., J.: 1996, Abundances in type I planetary nebulae: is the galactic disk presently oxygen deficient? , *A&A* **313**, 924

- Costa, R. D. D., Uchida, M. M. M., & Maciel, W. J.: 2004, Chemical Abundances of Planetary Nebulae Towards the Galactic Anticenter , *A&A* **423**, 199
- Deharveng, L., Peña, M., Caplan, J., & Costero, R.: 2000, Oxygen and helium abundances in Galactic Hii regions - II. Abundance gradients , *MNRAS* **311**, 329
- Díaz, A. I.: 1989, *Evolutionary phenomena in galaxies*, ed. J. E. Beckman & B. E. J. Pagel, Cambridge: CUP
- Dutil, Y. & Roy, J.-R.: 1999, Chemical Evidence for Morphological Evolution of Spiral Galaxies, *ApJ* **516**, 62
- Edmunds, M. G. & Pagel, B. E. J.: 1984, On the Composition of HII Regions in Southern Galaxies - III. NGC2997 and 7793 , *MNRAS* **211**, 507
- Escudero, A. V.: 2005, *Tese de Doutorado*
- Esteban, C., García-Rojas, J., Peimbert, M., Peimbert, A., Ruiz, M. T., Rodríguez, M., & Carigi, L.: 2005, Carbon and Oxygen Galactic Gradients: Observational Values from H II Region Recombination Lines , *AJ* **618**, 95
- Galarza, V. C., Walterbos, R. A. M., & Braun, R.: 1999, Spectrophotometry of HII Regions Diffuse Ionized Gas and Supernova Remnants in M31: The Transition from Photoionization to Shock Ionization , *ApJ* **118**, 2775
- Garnett, D.: 2002, The Luminosity-Metallicity Relation, Effective Yields, and Metal Loss in Spiral and Irregular Galaxies , *ApJ* **581**, 1019
- Giovanelli, R. & Haynes, M. P. and Chincarini, G. L.: 1982, The neutral hydrogen deficiency of the cluster A262 , *ApJ* **262**, 442
- Henry, R. B. C., Balkowski, C., Cayatte, V., Edmunds, M. G., & Pagel, B. E. J.: 1996, The effects of cluster environment on the chemical evolution of galaxies. III. NGC 753., *MNRAS* **283**, 635

- Kennicutt, J. R. C. & Garnett, D. R.: 1996, The Composition Gradient in M101 Revisited. HII REgion Spectra and Excitation Properties , *ApJ* **456**, 504
- Kwitter, K. B. & Aller, L. H.: 1981, Chemical Composition of HII Regions in the Triangulum Spiral M33 , *MNRAS* **195**, 939
- Maciel, W. J., Costa, R. D. D., & Uchida, M. M. M.: 2003, An Estimate of the Time Variation of the O/H Radial Gradient from Planetary Nebulae , *A&A* **397**, 667
- Maciel, W. J. & Köppen, J.: 1994, Abundance Gradients from Disk Planetary Nebulae , *A&A* **282**, 436
- Maciel, W. J., Lago, L. G., & Costa, R. D. D.: 2005, An estimate of the time variation of the abundance gradient from planetary nebulae. II. Comparison with open clusters, cepheids and young objects, *A&A* **433**, 127
- Maciel, W. J., Lago, L. G., & Costa, R. D. D.: 2006, in press , *A&A*
- Maciel, W. J. & Quireza, C.: 1999, Abundance Gradients in the Outer Galactic Disk from Planetary Nebulae, *A&A* **345**, 629
- Martin, P. & Roy, J.-R.: 1995, The Oxygen Distribution in NGC3359 or a Disk Galaxy in the Early Phase of Bar Formation , *ApJ* **445**, 161
- Matteucci, F.: 2000, *The Evolution of the Milky Way*, ed. F. Matteucci & F. Giovannelli, Dordrecht: Kluwer
- McCall, M. L., Rybski, P. M., & Shields, G. A.: 1985, The Chemistry of Galaxies I - The Nature of Giant Extragalactic HII Regions , *ApJS* **57**, 01
- Mollá, M. & Díaz, A. I.: 2005, A grid of chemical evolution models as a tool to interpret spiral and irregular galaxies data , *MNRAS* **358**, 521
- Murtagh, F. & Heck, A.: 1987, *Multivariate Statistical Methods* , D. Reidel Publishing Company, Dordrecht

- Ortiz, R. & Rangel, E. M.: 2005, in press
- Osterbrock, D.: 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, University Science Books, Mill Valley, California
- Pagel, B. E. J., Edmunds, M. G., Blackwell, D. E., Chun, M. S., & Smith, G.: 1979, On the Composition of HII Regions in Southern Galaxies - I. NGC 300 and the 1365, *MNRAS* **189**, 95
- Peimbert, M., Torres-Peimbert, S., & Rayo, J. F.: 1978, Abundance Gradient in the Galaxy derived from HII Regions, *ApJ* **220**, 516
- Pilyugin, L. S.: 2003, The Bends in the Slopes of Radial Abundance Gradients in the Disks of Spiral Galaxies - Do they exist?, *A&A* **397**, 109
- Rayo, J. F. & Torres-Peimbert, S.: 1982, Gradients in the Physical Conditions of M101 and the Pregalactic Helium Abundance, *ApJ* **255**, 1
- Searle, L.: 1971, Evidence for Composition Gradients Across the Disks of Spiral Galaxies, *ApJ* **168**, 327
- Skillman, E. D., Kennicutt, J. R. C., Shields, G. A., & Zaritsky, D.: 1996, Chemical abundances in Virgo Spiral Galaxies. II Effects of Cluster Environment, *ApJ* **462**, 147
- Smith, H. E.: 1975, Spectrophotometric Observations of Ionized Hydrogen Regions in Nearby Spiral and Irregular Galaxies, *ApJ* **199**, 591
- Torres-Peimbert, S., Peimbert, M., & Fierro, J.: 1989, Physical Conditions of HII Regions in M101 and the Pregalactic Helium Abundance, *ApJ* **345**, 186
- van Zee, L., Salzer, J. J., Haynes, M. P., O'Donoghue, A. A., & Balonek, T. J.: 1998, Spectroscopy of Outlying HII Regions in Spiral Galaxies: Abundances and Radial Gradients, *AJ* **456**, 504

Webster, B. L. & Smith, M. G.: 1983, Abundance Gradients in Galaxies in the Sculptor and Centaurus Groups, *MNRAS* **204**, 743

Zaritsky, R., Kennicutt, Jr., R. C., & Huchra, J.: 1994, H II Regions and the abundance properties of spiral galaxies, *ApJ* **420**, 87

# Livros Grátis

( <http://www.livrosgratis.com.br> )

Milhares de Livros para Download:

[Baixar livros de Administração](#)

[Baixar livros de Agronomia](#)

[Baixar livros de Arquitetura](#)

[Baixar livros de Artes](#)

[Baixar livros de Astronomia](#)

[Baixar livros de Biologia Geral](#)

[Baixar livros de Ciência da Computação](#)

[Baixar livros de Ciência da Informação](#)

[Baixar livros de Ciência Política](#)

[Baixar livros de Ciências da Saúde](#)

[Baixar livros de Comunicação](#)

[Baixar livros do Conselho Nacional de Educação - CNE](#)

[Baixar livros de Defesa civil](#)

[Baixar livros de Direito](#)

[Baixar livros de Direitos humanos](#)

[Baixar livros de Economia](#)

[Baixar livros de Economia Doméstica](#)

[Baixar livros de Educação](#)

[Baixar livros de Educação - Trânsito](#)

[Baixar livros de Educação Física](#)

[Baixar livros de Engenharia Aeroespacial](#)

[Baixar livros de Farmácia](#)

[Baixar livros de Filosofia](#)

[Baixar livros de Física](#)

[Baixar livros de Geociências](#)

[Baixar livros de Geografia](#)

[Baixar livros de História](#)

[Baixar livros de Línguas](#)

[Baixar livros de Literatura](#)  
[Baixar livros de Literatura de Cordel](#)  
[Baixar livros de Literatura Infantil](#)  
[Baixar livros de Matemática](#)  
[Baixar livros de Medicina](#)  
[Baixar livros de Medicina Veterinária](#)  
[Baixar livros de Meio Ambiente](#)  
[Baixar livros de Meteorologia](#)  
[Baixar Monografias e TCC](#)  
[Baixar livros Multidisciplinar](#)  
[Baixar livros de Música](#)  
[Baixar livros de Psicologia](#)  
[Baixar livros de Química](#)  
[Baixar livros de Saúde Coletiva](#)  
[Baixar livros de Serviço Social](#)  
[Baixar livros de Sociologia](#)  
[Baixar livros de Teologia](#)  
[Baixar livros de Trabalho](#)  
[Baixar livros de Turismo](#)