



Universidade de São Paulo

Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas

# **Análise Semi-Empírica de Espectros de Galáxias**

**Abílio Mateus Jr.**

Orientador : Prof. Dr. Laerte Sodré Jr.

Tese apresentada ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como requisito parcial para a obtenção do título de Doutor em Ciências. Área : Astronomia.

· Abril de 2006 ·



*Enfim, quando a noite queda em teus olhos,  
E a pele se enruga, as lembranças fogem,  
E todos os abismos te consomem,  
Os sonhos deixam de ser monopólios.*

*Divide-os com os que ficam na vida,  
Com o sol sempre alto sobre os pescoços,  
A esperança nítida, sem esboços,  
E a carne da alma inda pouco afligida.*

*Doa teus sonhos de alvas primaveras,  
Desfaça as tuas gritantes quimeras,  
Enterre o desgosto de não sonhar.*

*Pois o sonho que morre com o dono  
Vai deixando um rasto frívolo no ar  
Em cada hora do derradeiro sono.*

Abílio Mateus Jr.  
(in Sublimes Ruínas)

*Para Ana... meu “amorzin”.*



# Agradecimentos

---

Esta tese é o fruto de três anos de trabalho, enriquecido por colaborações e apoio de inúmeras pessoas, sem os quais as próximas páginas estariam em branco.

Em primeiro lugar, é com grande satisfação que agradeço ao meu orientador, Prof. Laerte Sodré Jr., cujas idéias, experiência e sobretudo seu otimismo, tornaram este trabalho ainda mais prazeroso.

Agradeço aos colaboradores que enriqueceram esta tese : Dr. Roberto Cid Fernandes, pelo desenvolvimento do código de síntese espectral que foi utilizado neste trabalho e pelas discussões agradáveis em nossos *workshops* dedicados ao estudo de gaivotas e propriedades de galáxias ; Dra. Grażyna Stasińska, pelas inúmeras discussões sobre galáxias com linhas de emissão e sobre as asas da gaivota ; Jean Gomes, Natalia Asari e William Schoenell, que participaram ativamente do processo de aperfeiçoamento e execução do código de síntese espectral.

A confecção desta tese foi facilitada pelo uso do Kile (*KDE Integrated LaTeX Environment*), mantido por Jeroen Wijnhout e Brachet Pascal, e a maioria dos gráficos apresentados aqui são baseados na biblioteca de subrotinas gráficas PGLOT, desenvolvida por T. J. Pearson. Além disso, todo este trabalho teria sido impossível sem a ajuda e esforço de meus micro-companheiros, demian & sidarta.

Ademais, agradeço ao IAG pelas ótimas condições de trabalho oferecidas, assim como pela excelente estrutura humana por trás deste instituto, incluindo professores, funcionários e demais colegas. Em particular, agradeço pela amizade dos amigos Raimundo e Juan, co-fundadores da “Associação dos Astrônomos Amparados”.

Agradeço em especial ao apoio financeiro dado pela Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado de São Paulo, FAPESP, que foi fundamental para a concretização deste trabalho.

Esta tese é dedicada a toda minha família, especialmente a meus pais, que sempre me ensinaram a tentar fazer o melhor e nunca perder o bom humor frente aos percalços que a vida nos apresenta. Finalmente, agradeço ao tropeço que me deixou cair nos braços da felicidade...



# Sumário

---

LISTA DE FIGURAS	XI
LISTA DE TABELAS	XIII
RESUMO	XV
ABSTRACT	XVII
<b>1 INTRODUÇÃO</b>	<b>1</b>
1.1 Topografia cósmica .....	1
1.2 Paleontologia galáctica .....	4
1.3 Evolução de galáxias .....	8
1.4 Este trabalho .....	11
<b>2 DADOS E AMOSTRAS</b>	<b>13</b>
2.1 Sloan Digital Sky Survey .....	13
2.1.1 Levantamento fotométrico .....	14
2.1.2 Levantamento espectroscópico .....	16
2.2 Manipulação e tratamento dos dados .....	18
2.2.1 Aquisição dos dados espectrais .....	18
2.2.2 Correções aplicadas aos espectros .....	19
2.3 Seleção e definição das amostras .....	22
2.3.1 Amostra limitada em volume .....	22
2.3.2 Amostra de controle .....	24
2.4 Sumário .....	26
<b>3 ANÁLISE ESPECTRAL</b>	<b>27</b>
3.1 Síntese espectral de galáxias .....	27
3.1.1 Descrição e aplicação do método .....	29
3.1.2 Resultados da síntese espectral .....	33
3.2 Medidas espectrais .....	38
3.2.1 Linhas de emissão .....	38
3.2.2 Quebra em 4000 Å .....	40
3.3 Descrição de outros parâmetros espectrais .....	42
3.3.1 Extinção nebular .....	42
3.3.2 Metalicidade nebular .....	44
3.4 Algumas relações empíricas .....	46
3.4.1 Metalicidade estelar e nebular .....	46
3.4.2 Extinção estelar e nebular .....	47
3.4.3 Relações com a idade estelar média .....	49
3.5 Sumário .....	51

<b>4</b>	<b>CLASSIFICAÇÃO ESPECTRAL DE GALÁXIAS</b>	<b>53</b>
4.1	Introdução .....	53
4.2	Diagramas de diagnóstico .....	55
4.2.1	O clássico : $[O III]/H\beta$ versus $[N II]/H\alpha$ .....	55
4.2.2	Definição das classes espectrais .....	57
4.2.3	Diagramas envolvendo a razão $[O II]/[O III]$ .....	60
4.2.4	Diagramas envolvendo a razão $[O III]/H\beta$ .....	64
4.2.5	Efeitos do avermelhamento .....	65
4.3	Sumário .....	68
<b>5</b>	<b>BIMODALIDADE DA POPULAÇÃO DE GALÁXIAS</b>	<b>71</b>
5.1	Introdução .....	71
5.2	Definição das classes espectrais de galáxias .....	74
5.2.1	Classificação das galáxias .....	74
5.2.2	Fontes de erros .....	78
5.3	Bimodalidade da população de galáxias .....	79
5.3.1	Tipos espectrais versus tipos estruturais .....	80
5.3.2	Propriedades físicas das classes espectrais .....	85
5.4	Discussão .....	92
5.4.1	Origem da distribuição bimodal .....	92
5.4.2	O papel da massa estelar .....	95
5.4.3	“ <i>Downsizing</i> ” na formação de galáxias .....	98
5.5	Sumário .....	99
<b>6</b>	<b>ECOLOGIA DE GALÁXIAS</b>	<b>101</b>
6.1	Introdução .....	101
6.2	Os dados .....	104
6.2.1	Completeza da amostra .....	104
6.3	A atividade de formação estelar de galáxias .....	105
6.3.1	Parâmetros relacionados com linhas de emissão .....	106
6.3.2	Idade estelar média como um indicador de formação estelar .....	108
6.4	O ambiente .....	109
6.4.1	Incompleteza devido a colisões de fibra .....	111
6.5	A dependência ambiental das propriedades de galáxias .....	112
6.5.1	Frações de galáxias .....	112
6.5.2	Atividade de formação estelar .....	113
6.5.3	Metalicidades estelares .....	118
6.5.4	O papel da massa estelar e da luminosidade .....	119
6.5.5	Análise de componentes principais .....	122
6.6	Discussão .....	125
6.6.1	A relação entre formação estelar e densidade local de galáxias : uma perspectiva ecológica .....	125
6.6.2	Um caminho natural para a evolução de galáxias .....	128
6.6.3	O cenário <i>nature via nurture</i> .....	129
6.7	Sumário .....	131

<b>7</b>	<b>CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS</b>	135
7.1	Classificação de galáxias com linhas de emissão .....	135
7.2	Bimodalidade da população de galáxias .....	136
7.3	O papel do ambiente na evolução de galáxias .....	137
7.4	Perspectivas futuras .....	138
<b>A</b>	<b>EFEITOS DE ABERTURA</b>	141
<b>B</b>	<b>ARTIGOS RELACIONADOS</b>	145
	<b>BIBLIOGRAFIA</b>	147



# Lista de Figuras

---

1.1	Exemplos de espectros de galáxias e estrelas .....	5
2.1	Projeção equatorial das regiões cobertas pelos levantamentos fotométrico e espectroscópico do <i>Data Release 2</i> do SDSS .....	14
2.2	Projeção das regiões nos Hemisférios Norte e Sul cobertas pelo SDSS .....	15
2.3	Eficiência quântica dos filtros utilizados pelo SDSS em função do comprimento de onda .....	17
2.4	Distribuição de velocidades radiais para uma amostra de galáxias brilhantes observadas pelo SDSS .....	18
2.5	Sistema de fibras ópticas utilizado pelo espectrógrafo do SDSS .....	19
2.6	Exemplos de espectros obtidos pelo SDSS .....	20
2.7	Distribuição de <i>redshift</i> , magnitude aparente e magnitude absoluta (ambas na banda <i>r</i> ) para as galáxias da AMOSTRA 50K .....	23
2.8	Distribuição de <i>redshift</i> , magnitude aparente e magnitude absoluta (ambas na banda <i>r</i> ) para as galáxias da amostra de controle .....	25
3.1	Espectros das 150 SSPs usadas na síntese espectral .....	32
3.2	Resultado da síntese espectral para uma galáxia <i>early-type</i> do SDSS .....	34
3.3	Resultado da síntese espectral para uma galáxia <i>late-type</i> do SDSS .....	35
3.4	Distribuições dos parâmetros obtidos pela síntese espectral .....	37
3.5	Ajustes nas regiões de $H\beta$ e $H\alpha$ considerando o perfil de absorção nas linhas ..	39
3.6	Exemplos de ajustes de linhas de emissão nas regiões das linhas $H\alpha + [N II]$ , $H\beta$ e $[O III]\lambda\lambda 4959, 5007$ .....	41
3.7	Distribuição da razão $H\alpha/H\beta$ de uma amostra de galáxias com linhas de emissão .....	43
3.8	Relação entre a temperatura eletrônica derivada da linha $[O III]\lambda 4363$ e a abundância de galáxias pobres em metais .....	45
3.9	Abundância nebular de oxigênio em função da metalicidade estelar ponderada por massa .....	48
3.10	Relação entre extinção nebular ( $A_V^{Balmer}$ ) e estelar ( $A_V^*$ ) para galáxias com formação estelar normal .....	49
3.11	(a) Largura equivalente de $H\alpha$ em função da idade estelar média ponderada por fluxo. (b) Relação entre o índice $D_n(4000)$ e a idade estelar média ponderada por fluxo .....	50
4.1	Figura ilustrativa. Esquerda : uma gaivota. Direita : diagrama BPT para cerca de 20 mil galáxias do SDSS. ....	56
4.2	Diagrama BPT para galáxias com linhas de emissão .....	58
4.3	Diagrama de diagnóstico formado pelas razões $[O I]\lambda 6300/H\alpha$ versus $[O II]\lambda 3727/[O III]\lambda 5007$ .....	60
4.4	Diagrama de diagnóstico formado pelas razões $[N II]\lambda 6584/H\alpha$ versus $[O II]\lambda 3727/[O III]\lambda 5007$ .....	61

4.5	Diagrama de diagnóstico formado pelas razões $[S II]\lambda\lambda 6716, 6731/H\alpha$ versus $[O II]\lambda 3727/[O III]\lambda 5007$ .....	62
4.6	Histograma de $[O II]\lambda 3727$ $[O III]\lambda 5007$ para galáxias com núcleos ativos ....	63
4.7	Relação entre o parâmetro de excitação $[O II]\lambda 3727/[O III]\lambda 5007$ e a luminosidade da linha de emissão $[O III]\lambda 5007$ para galáxias AGN e LLAGN	63
4.8	Diagrama das razões de linhas $[O I]\lambda 6300/H\alpha$ e $[S II]\lambda\lambda 6716, 6731/H\alpha$ em função de $[O III]\lambda 5007/H\beta$ .....	65
4.9	Relação entre a extinção nebulosa e razões de linhas .....	66
4.10	Relação entre a extinção estelar e razões de linhas .....	67
5.1	Ilustração do esquema de classificação de galáxias introduzido por Edwin Hubble .....	72
5.2	Diagrama BPT para a sub-amostra de galáxias com linhas de emissão .....	74
5.3	Exemplos de espectros de galáxias em cada uma das classes espectrais analisadas neste trabalho .....	75
5.4	Teste do efeito de abertura. A fração de galáxias em cada classe espectral é mostrada em diferentes intervalos de <i>redshift</i> .....	79
5.5	Índice de concentração versus cor $(u - r)$ .....	80
5.6	Distribuições de (a) índice de concentração $C$ , (b) cor $(u - r)$ e (c) índice $D_n(4000)$ para os objetos em nossa amostra .....	82
5.7	$D_n(4000)$ em função do índice de concentração .....	83
5.8	$D_n(4000)$ em função da cor $(u - r)$ .....	84
5.9	Distribuição da idade estelar média ponderada por fluxo e por massa .....	85
5.10	Luminosidade da linha de emissão de $[O III]\lambda 5007$ como função da idade estelar média ponderada por fluxo para a classe espectral de galáxias com AGNs .....	87
5.11	Distribuição da idade estelar média ponderada por fluxo para as sub-classes de galáxias com AGNs .....	88
5.12	Distribuição de massa estelar para todas as galáxias da amostra e para cada classe espectral .....	89
5.13	Extinção estelar na banda $V$ como função do índice $D_n(4000)$ .....	90
5.14	Extinção estelar na banda $V$ como função da cor $(u - i)$ .....	91
5.15	Relação massa–luminosidade para (a) todas as galáxias na amostra e para (b) galáxias <i>late-type</i> com $D_n(4000) < 1,67$ e (c) galáxias <i>early-type</i> com $D_n(4000) > 1,67$ .....	92
5.16	Idade estelar média e massa estelar em função da cor $(u - r)$ e índice $D_n(4000)$	94
5.17	Massa estelar em função da idade estelar média ponderada por massa .....	96
5.18	Massa estelar em função da idade estelar média ponderada por fluxo e por massa .....	97
6.1	Relação massa–luminosidade para (a) todas as galáxias na AMOSTRA 20k e para (b) galáxias do tipo <i>late</i> com $D_n(4000) < 1,67$ e (c) galáxias do tipo <i>early</i> com $D_n(4000) > 1,67$ .....	104
6.2	Relações entre os indicadores de atividade de formação estelar baseados na linha de emissão $H\alpha$ .....	107
6.3	Valores medianos de $EW(H\alpha)$ e $SSFR_{H\alpha}$ em função da idade estelar média ponderada por fluxo em intervalos de luminosidade .....	108

6.4	Comparação entre as definições local e global de ambiente .....	110
6.5	Ilustração do problema ocasionado devido a colisões de fibras .....	111
6.6	Fração de galáxias em intervalos de idade estelar média ponderada por fluxo e massa estelar em função da densidade local de galáxias .....	113
6.7	Valores medianos da largura equivalente de $H\alpha$ em função da densidade local de galáxias .....	114
6.8	Valores medianos da SFR específica relacionada com a luminosidade da linha de $H\alpha$ em função da densidade local de galáxias .....	115
6.9	Valores medianos da idade estelar média ponderada por fluxo em função da densidade local de galáxias .....	117
6.10	Valores medianos da metalicidade estelar média ponderada por fluxo e por massa em função da densidade local de galáxia .....	118
6.11	Distribuições da idade estelar média ponderada por fluxo para galáxias divididas em intervalos de densidade e massa estelar .....	120
6.12	Como na figura anterior, mas em intervalos de luminosidade ao invés de massa estelar .....	121
6.13	Valores medianos da razão massa–luminosidade em função da densidade local de galáxias .....	122
A.1	Valores medianos da massa estelar, metalicidade estelar média, idade estelar média e extinção na banda $V$ em função do <i>redshift</i> .....	142
A.2	Distribuições cumulativas da razão entre o raio da fibra e o raio da galáxia ( $R_{90}$ ) e do fator de correção a ser aplicado para corrigir pelos efeitos de abertura	143



# Lista de Tabelas

---

2.1	Bandas fotométricas utilizadas pelo SDSS e seus respectivos comprimentos de onda efetivos, limites de completudeza (95%) e erros fotométricos de calibração para fontes puntuais. ....	16
3.1	Sumário das incertezas para os parâmetros obtidos pela síntese espectral. Em cada coluna é mostrada a diferença rms entre os valores de entrada e saída obtidos por simulações de espectros com diferentes razões $S/N$ (ver Cid Fernandes et al. 2005, para mais detalhes). As unidades são dex para quantidades logarítmicas e mag para $A_V^*$ . ....	38
5.1	Resumo das classes espectrais definidas neste trabalho e os valores medianos da idade estelar média, massa estelar, cor, índice de concentração e quebra em 4000 Å. ....	76
5.2	Número e percentagem de objetos em cada classe espectral em função do limite no valor de $S/N$ para considerar uma linha em emissão. Aqui adotamos o limite $S/N > 3$ . ....	77
5.3	Parâmetro de probabilidade do teste de Kolmogorov-Smirnov (KS) para as distribuições de <i>redshift</i> quando comparamos os valores para o limite em $S/N$ de 2, 3 e 5 para considerar uma linha em emissão. Os resultados são mostrados para cada classe espectral. Valores baixos da probabilidade KS implicam em distribuições estatisticamente diferentes. ....	77
5.4	Parâmetros de confiança e completudeza para índice de concentração, cores $(u - r)$ e $(u - i)$ , índice $D_n(4000)$ , idade estelar média ponderada por fluxo e massa estelar, obtidos para separar as distribuições de galáxias SF e P em nossa amostra. ....	93
6.1	Coefficientes de correlação de Spearman entre os componentes principais e os parâmetros discutidos neste trabalho. ....	124



# Resumo

---

Neste trabalho investigamos as propriedades das populações estelares de galáxias através de uma análise semi-empírica de seus dados espectrais. As amostras de galáxias utilizadas foram extraídas do *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS), projeto que representa o estado-da-arte dos levantamentos fotométricos e espectroscópicos de objetos astronômicos no universo próximo ( $z \sim 0, 1$ ). Propriedades físicas de galáxias são obtidas através da aplicação de um método de síntese espectral que busca modelar os espectros observados através de uma combinação de populações estelares simples de várias idades e metalicidades, derivadas de modelos recentes de síntese evolutiva. Este procedimento resulta em um arsenal de parâmetros físicos relacionados ao conteúdo estelar de cada galáxia, como idades e metalicidades médias, massa e extinção. A análise de linhas de emissão também é favorecida pelo uso de espectros residuais (espectro modelo subtraído do observado). Aliado ao excelente conjunto de informações provido pelo SDSS, a síntese espectral possibilita o estudo detalhado das populações estelares e das propriedades gerais de galáxias.

Discutimos a classificação espectral de galáxias com linhas de emissão baseada em diagramas de diagnóstico de razões de intensidades de linhas presentes no espectro óptico dessas galáxias, especialmente no diagrama  $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$  versus  $[\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$ . Em particular, mostramos que diagramas envolvendo a razão  $[\text{O II}]\lambda 3727/[\text{O III}]\lambda 5007$  podem ser úteis para a distinção de galáxias com formação estelar normal e galáxias com núcleos ativos. Com base nesta classificação espectral, investigamos a bimodalidade observada na população de galáxias através de uma análise das propriedades de suas populações estelares. Encontramos que a idade estelar média ponderada por fluxo é o parâmetro que melhor descreve as duas populações de galáxias que habitam o universo local, caracterizadas de um lado por galáxias com formação estelar, e de outro por galáxias passivas. A massa estelar possui um papel adicional no sentido que atualmente a formação estelar ocorre essencialmente em sistemas de baixa massa. Nossos resultados suportam a existência de um *downsizing* na formação de galáxias, no qual a atividade de formação estelar foi mais intensa em galáxias massivas em altos *redshifts* e, à medida que o universo evoluiu, passou a ser dominante principalmente em galáxias de baixa massa.

Complementamos estes resultados com uma análise da dependência ambiental das propriedades relacionadas às populações estelares de galáxias próximas. Definimos o ambiente através da densidade local projetada de galáxias estimada pela distância ao vizinho mais próximo. Obtemos a relação entre formação estelar e densidade em termos da idade estelar média ponderada por fluxo, que apresenta uma forte correlação com parâmetros derivados da linha  $\text{H}\alpha$ . A relação idade–densidade obtida é distinta quando separamos as galáxias pela luminosidade ou pela massa estelar. Esta relação independe da luminosidade das galáxias. No entanto, ela existe apenas para um intervalo de massa estelar intermediário associado a uma transição nas propriedades galácticas. Estes comportamentos distintos associam-se ao fato que galáxias de uma dada luminosidade em ambientes mais densos tendem a ser mais massivas que galáxias em regiões de baixa densidade. A relação idade–densidade resulta da prevalência de sistemas massivos em regiões de alta densidade, para qualquer luminosidade, em adição ao *downsizing* observado na formação de galáxias. Finalmente, nossos resultados suportam que um caminho “natural” para a evolução de galáxias ocorre *via* efeitos ambientais que foram dominantes em altos *redshifts*.



# Abstract

---

In this Thesis we investigate the stellar population properties of galaxies by means of a semi-empirical analysis of their spectral data. The galaxy samples used in this work are drawn from the Sloan Digital Sky Survey (SDSS), which is the state-of-the-art project on surveying astronomical objects in the local universe ( $z \sim 0.1$ ). Physical properties of galaxies are obtained with the application of a spectral synthesis method to galaxy spectra, which are modelled as a combination of simple stellar populations of distinct ages and metallicities derived from recent evolutionary synthesis models. This approach results in a set of physical parameters related to the stellar content of each galaxy, like mean ages and metallicities, mass and extinction. The analysis of emission lines is also favoured from the inspection of starlight subtracted spectra. In addition to the excellent database available by the SDSS, the spectral synthesis provides a detailed study of the stellar populations and the general properties of galaxies.

We discuss the spectral classification of emission line galaxies based on diagnostic diagrams formed by line ratios of the strongest lines present in their spectra, mainly the  $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$  versus  $[\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$  diagram. In particular, we show that diagrams involving the ratio  $[\text{O II}]\lambda 3727/[\text{O III}]\lambda 5007$  can be useful to distinguish normal star-forming galaxies and hosts of active galactic nuclei. Based on this spectral classification, we investigate the bimodality observed in the galaxy population through the analysis of the stellar population properties of galaxies. We find that the light-weighted mean stellar age is the parameter which best describes the two galaxy populations of the local universe, characterized by star-forming galaxies at one side, and passive ones at another. The stellar mass has an additional role in the sense that the star formation occurs essentially in low-mass systems. Our results give support to the existence of a downsizing in galaxy formation, in which the star formation is shifted from massive galaxies at early times to low-mass galaxies as the universe evolves.

These results are complemented with an analysis on the environmental dependence of properties related to the stellar populations of nearby galaxies. The environment is defined by the projected local galaxy density estimated from a nearest neighbour approach. We recover the star formation–density relation in terms of the mean light-weighted stellar age, which is strongly correlated with star formation parameters derived from  $\text{H}\alpha$ . We find that the age–density relation is distinct when we divide galaxies according to luminosity or stellar mass. The relation is remarkable for galaxies in all bins of luminosity. On the other hand, only for an intermediate stellar mass interval, associated to a transition in galaxy properties, the relation shows a change in galaxy properties with environment. Such distinct behaviours are associated to the large stellar masses of galaxies with the same luminosity in high-density environments. The age–density relation results from the prevalence of massive systems in high-density environments, independently of galaxy luminosity, with the additional observed downsizing in galaxy formation. Finally, our results support that a natural path for galaxy evolution proceeds *via* a nurture way that took place mainly at high-redshifts.



# Capítulo 1

---

## Introdução

*“In addition to the planets and comets of our solar system  
and the countless stars of our stellar system  
there appear on the sky many cloud-like masses – the nebulae.”*  
Vesto Slipher (1917)

A consciência humana acerca do Universo sempre baseou-se nas observações do céu e a evolução de nossos conhecimentos astronômicos teve como limite o alcance do olhar. As primeiras observações celestes realizadas com a ajuda de um telescópio rudimentar por Galileu Galilei, em 1609, levaram-nos até os limites do sistema solar conhecido na época e marcou o início do uso de uma metodologia sistemática na investigação científica. Por outro lado, as primeiras conjecturas cosmogônicas remetemos às priscas eras da história humana, desde a antiga Babilônia, passando pelo Egito e pela China, até a Grécia de Platão e Aristóteles.

Assim como as observações de Galileu confirmaram o sistema heliocêntrico predito por Aristarco de Samos e defendido por Nicolau Copérnico, as observações de nebulosas distantes levadas à cabo por Edwin Hubble, em 1924, obtiveram o êxito de confirmar as hipóteses do filósofo alemão Immanuel Kant acerca da existência de outras vias-lácteas, ou “universos-ilhas”. Iniciou-se assim uma nova era da pesquisa astronômica baseada no estudo da distribuição e das propriedades de galáxias e o surgimento de um novo ramo da Astronomia, a Astrofísica Extragaláctica. Em menos de um século (período astronomicamente infinitesimal), nossa visão do Universo expandiu, tal como o próprio, da periferia de uma galáxia singular (Kapteyn 1922) até as dimensões que conhecemos atualmente.

Sob a luz deste legado, neste trabalho analisaremos uma diminuta fração do universo próximo com o intuito de ampliar nossa compreensão acerca da evolução das galáxias. O principal objetivo é investigar as propriedades das populações de galáxias que dominam o universo local e suas relações com os diferentes ambientes que habitam. Um estudo *paleontológico* das populações estelares que compõem as galáxias, baseado numa análise espectral, será a abordagem principal adotada neste trabalho.

### 1.1 Topografia cósmica

O estudo da distribuição espacial de galáxias possibilita uma descrição detalhada da estrutura em grande escala do universo, já que a maior parte da matéria visível concentra-se nestes objetos. Além disso, as galáxias também estão relacionadas com a distribuição de matéria escura no universo, que constitui um dos desafios da cosmologia moderna. O desejo de mapear o universo surgiu no século XIX durante as primeiras catalogações de “nebulosas” por Charles Messier e William Herschel. No entanto, a cosmografia moderna surgiu apenas a partir das primeiras observações sobre a distribuição de objetos extragalácticos no universo próximo, realizadas por Hubble (1934). Mas se o conhecimento astronômico anterior a

Galileu era limitado pelo alcance visual, após a revolução industrial ele passou a ser limitado pela tecnologia.

O primeiro grande levantamento de galáxias foi conduzido por astrônomos do observatório de Lick (Shane & Wirtanen 1967). Este levantamento revelou que a distribuição de galáxias não era uniforme, tal como já havia sido notado por outros observadores, principalmente nas regiões dos aglomerados de Virgo e de Coma (Bok 1934; Zwicky 1937; Mowbray 1938), evidenciando a existência de aglomerações e super-aglomerações de galáxias. Estes resultados impulsionaram a pesquisa acerca da origem física da aglomeração de galáxias no Universo, principalmente por Peebles (1970) num estudo sobre a estrutura do aglomerado de Coma. O estudo dos aglomerados de galáxias avançou consideravelmente com dois catálogos obtidos por Abell (1958) e Zwicky (1961-1968), baseados no *Palomar Observatory Sky Survey* (POSS), contendo milhares de aglomerados.

Com a “descoberta” do *redshift* em espectros de galáxias (Slipher 1917), o mapeamento do universo em três dimensões tornou-se um dos grandes objetos de estudo de várias gerações de astrônomos. O primeiro catálogo com informações de *redshift* para cerca de 500 galáxias extraídas do POSS foi publicado por Humason, Mayall & Sandage (1956). No entanto, o primeiro levantamento dedicado à obtenção de *redshifts* de galáxias foi iniciado somente quase três décadas depois no *Center for Astrophysics* (CfA), em Harvard (Huchra et al. 1983). Cerca de 2400 galáxias extraídas do catálogo de Zwicky foram observadas por este *survey*. O *Southern Sky Redshift Survey* (da Costa et al. 1988) complementou o mapeamento feito pelo CfA observando cerca de 2000 galáxias no hemisfério Sul. Uma revisão dos primeiros levantamentos de galáxias pode ser encontrada em Huchra (1988) e Jones et al. (2005).

O objetivo primário de um levantamento de *redshifts* de galáxias é mapear a distribuição de matéria no espaço, que está diretamente associada com a formação de galáxias e aglomerados de galáxias, sem os problemas causados por efeitos de projeção. Quando as informações acerca da distribuição destes sistemas são combinadas com suas propriedades espectroscópicas e morfológicas, podemos colocar importantes vínculos sobre como eles se formaram e evoluíram, e, sobretudo, elucidar a natureza do crescimento de estruturas no universo. Portanto, o mapeamento em três dimensões do universo também coloca vínculos nos modelos cosmológicos e nas teorias mais viáveis para explicar a formação e evolução das estruturas que observamos.

Durante e após a década de 80, o impulso tecnológico na instrumentação astronômica fez crescer de forma considerável o número de projetos com objetivos de mapear a estrutura em grande escala do universo. A “indústria” de levantamentos de galáxias cresceu juntamente com a necessidade de compreender as propriedades observadas de galáxias e definir uma teoria cosmológica consistente. Alguns dos principais levantamentos executados

para este fim foram : o *Stromlo-APM redshift survey* (Loveday et al. 1996), o *European Southern Observatory Slice Project* (Vettolani et al. 1998) e o *Las Campanas Redshift Survey* (LCRS ; Shectman et al. 1996). Estes trabalhos, apesar de modestos em comparação com os *surveys* atuais, serviram para definir os métodos e objetivos futuros, além de destacar os principais problemas originados na análise dos dados. O ápice de toda esta história foi alcançado por dois projetos grandiosos dedicados primariamente ao estudo da estrutura em grande escala do universo próximo ( $z \sim 0, 1$ ), abrangendo grandes áreas do céu : o *2 degree Field Galaxy Redshift Survey* (2dFGRS) e o *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS).

Com o progresso dos levantamentos de galáxias e o avanço tecnológico alcançado, também foi necessária a busca por alternativas para lidar com a quantidade de dados “astronômica” (no sentido popular da palavra) resultantes das observações. A automatização dos processos de obtenção e redução dos dados através de rotinas especializadas (*pipelines*), tornou esta tarefa mais fácil, mas não reduziu os esforços humanos envolvidos na depuração dos resultados obtidos.

Sob esta nova ótica, o 2dFGRS<sup>1</sup> (Colless et al. 2001) foi concebido para medir *redshifts* de centenas de milhares de objetos, utilizando para este fim um espectrógrafo multi-fibras do *Anglo-Australian Telescope*, capaz de observar de forma simultânea até 400 objetos num campo de 2 graus de diâmetro. Este *survey* produziu dados espectroscópicos para 221.414 galáxias extraídas do catálogo fotométrico do *Automated Plate Measuring* (APM), com uma função de seleção bem definida baseada na magnitude na banda  $b_j$ . Inúmeros trabalhos utilizaram estes dados, tanto para a obtenção de resultados cosmológicos, como a determinação do espectro de potência da distribuição de galáxias (Percival et al. 2001), quanto para análises das propriedades das populações galácticas, como a determinação da função de luminosidade de galáxias (Cole et al. 2001) e a dependência da aglomeração de galáxias com a luminosidade e o tipo espectral (Norberg et al. 2002). Também cabe citar um estudo sobre a dependência ambiental da formação estelar de galáxias de campo que desenvolvemos a partir de uma amostra de galáxias extraída deste *survey* (Mateus & Sodré 2004).

Acompanhando o sucesso alcançado pelo 2dFGRS, o SDSS<sup>2</sup> (York et al. 2000) representa a nova geração dos levantamentos de galáxias. Cobrindo cerca de 1/4 da esfera celeste, este projeto obt m dados espectroscópicos e fotométricos de forma digital e completamente automatizada, com a capacidade de produzir espectros para 640 objetos em uma única exposi o (para mais detalhes veja Stoughton et al. 2002; Abazajian et al. 2003, 2004, 2005; Adelman-McCarthy et al. 2006). A gigantesca quantidade de dados obtida por este *survey*   o resultado do empenho de quase 200 membros de várias institui es dos

<sup>1</sup><http://www.mso.anu.edu.au/2dFGRS/>

<sup>2</sup><http://www.sdss.org>

Estados Unidos, Europa e Japão, e já gerou algumas centenas de publicações científicas sobre diversos assuntos, como o estudo de asteróides, estrelas anãs marrons nas vizinhanças do Sol, remanescentes de satélites de nossa Galáxia, taxas de formação estelar de galáxias, funções de luminosidade e estatística da distribuição de galáxias.

Os dados espectrais produzidos pelo SDSS e disponibilizados à comunidade científica em junho de 2001 (*Early Data Release*, EDR ; [Stoughton et al. 2002](#)) e em janeiro de 2003 (*Data Release 1*, DR1 ; [Abazajian et al. 2003](#)), resultaram na motivação inicial para o desenvolvimento deste trabalho e para os nossos subseqüentes projetos de investigação acerca das propriedades físicas de galáxias do universo local.

## 1.2 Paleontologia galáctica

A base de dados produzida pelo SDSS contendo espectros para centenas de milhares de galáxias trouxe à tona um conhecido adágio astronômico : “*se uma imagem vale por mil palavras, então um espectro vale por mil imagens*”. De fato, a luz integrada proveniente de uma galáxia contém informações acerca do seu conteúdo estelar e dos processos físicos que conduziram sua formação e evolução. A metalicidade do gás interestelar, a taxa de formação estelar, a quantidade de poeira e o próprio *redshift* de uma galáxia são exemplos de características facilmente obtidas a partir de seu espectro.

A possibilidade de se obter a história evolutiva de galáxias a partir de seus espectros persegue os astrônomos desde o trabalho pioneiro de [Whipple \(1935\)](#), que introduziu o conceito de índice de cor na análise espectral de galáxias. O conceito de “população estelar” introduzido por [Baade \(1944\)](#) atualmente é largamente empregado em estudos sobre as propriedades relacionadas ao conteúdo estelar de galáxias. No entanto, Baade baseou tal conceito em apenas duas populações distintas de estrelas, referidas por População I (estrelas jovens e ricas em metais) e População II (estrelas velhas e pobres em metais), enquanto que uma descrição mais realista para uma galáxia diz respeito a uma composição de várias populações estelares, com diferentes idades e metalicidades, que evoluíram ao longo da existência da galáxia.

Para ilustrar esta questão, na figura 1.1 apresentamos alguns exemplos de espectros de galáxias e de estrelas, para mostrar que de fato o espectro de uma galáxia pode ser visto como uma composição de espectros estelares. Por exemplo, note que no caso de uma galáxia *starburst*, o espectro é praticamente dominado por uma componente associada com estrelas do tipo O. Portanto, a partir da decomposição do espectro de uma galáxia em distintas populações estelares, e tendo por base nosso conhecimento sobre evolução estelar, podemos recuperar a sua história química e de formação estelar. Neste sentido, podemos tratar de

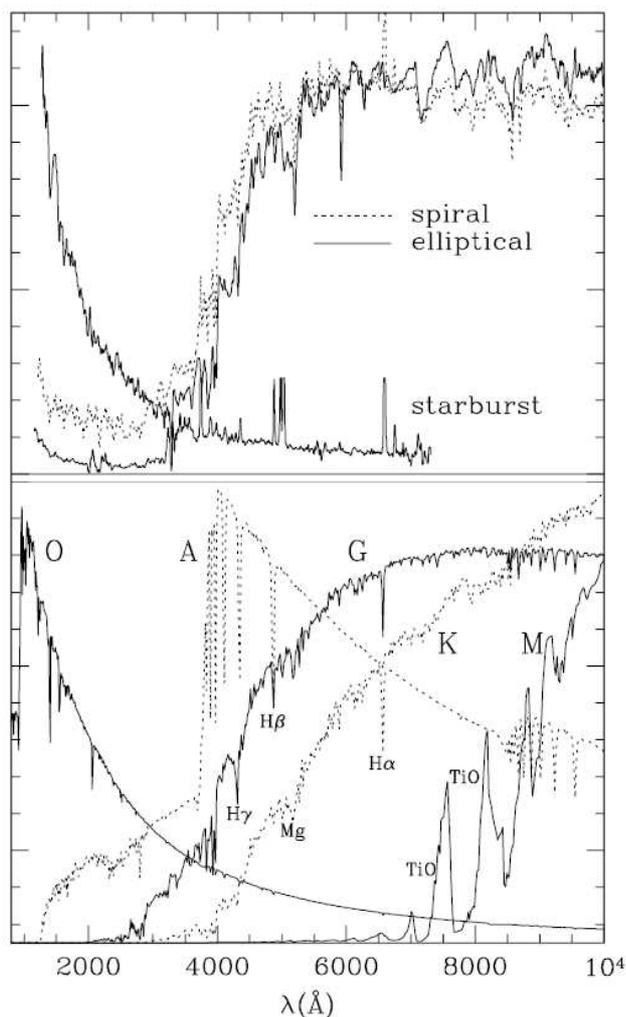


FIGURA 1.1 — Exemplos de espectros de galáxia elíptica, espiral e *starburst* (painel superior) e de estrelas com tipos espectrais O, A, G, K e M (painel inferior). Algumas linhas de emissão do espectro para galáxia *starburst* foram truncadas para melhorar a visualização. Figura extraída de [Worthey \(2000\)](#).

uma arqueologia de galáxias, ou mais especificamente de uma “paleontologia galáctica”, já que podemos considerar o espectro de uma galáxia como um registro fóssil da evolução de suas propriedades ao longo do tempo. Na conferência “*From stars to galaxies*”, o astrônomo Robert O’Connell escreve ([O’Connell 1996](#)) :

*The techniques for integrated light analysis of stellar populations now occupy somewhat the same place in extragalactic astronomy as does radioactive decay dating in archaeology or geology.*

Este tipo de abordagem tem sido amplamente utilizado nos últimos anos. Por exemplo, a história de formação estelar obtida através de uma análise paleontológica (e.g. [Heavens et al. 2004](#)) pode ser comparada com estudos convencionais baseados em medidas diretas da taxa de formação estelar de galáxias observadas em um grande intervalo de *redshifts*.

Recentemente, a obtenção de parâmetros relacionados ao conteúdo estelar de galáxias a partir de seus espectros alcançou um certo grau de sucesso, principalmente graças à qualidade e quantidade de dados disponíveis na literatura, especialmente aqueles obtidos pelo SDSS. Um dos estudos mais abrangentes sobre as propriedades das populações estelares de galáxias foi realizado por um grupo de pesquisadores do *Max-Planck Institute for Astrophysics* (MPA) e da *Johns Hopkins University* (JHU). Este grupo desenvolveu uma técnica para estimar a massa estelar, taxa de formação estelar e extinção por poeira de galáxias a partir de dois índices espectrais : a quebra em 4000 Å e a largura equivalente da linha H $\delta$  em absorção.

O método utilizado pelo grupo “MPA/JHU” é descrito em [Kauffmann et al. \(2003a\)](#) com a aplicação para cerca de  $10^5$  galáxias do SDSS. Os índices espectrais utilizados por estes autores como diagnóstico das populações estelares de galáxias possibilitam a estimativa de idades estelares médias e da fração de massa formada em surtos de formação estelar nos últimos bilhões de anos. Por meio de uma biblioteca contendo 32.000 modelos de histórias de formação estelar distintas, os índices espectrais medidos são utilizados para estimar a razão massa–luminosidade ( $M/L$ ) para cada galáxia. Além disso, a partir da comparação da cor predita pelo melhor modelo com a cor observada da galáxia, é estimada a extinção da luz por poeira. Em [Kauffmann et al. \(2003b\)](#), é investigada a dependência com a massa estelar de parâmetros relacionados com a estrutura da galáxia e com a história de formação estelar. Um dos principais resultados deste trabalho é a obtenção de um valor característico de massa estelar,  $M_* \sim 3 \times 10^{10} M_\odot$ , acima do qual a fração de galáxias com populações velhas e índices de concentração elevados aumenta rapidamente. Outros estudos decorrentes desta abordagem para investigar as propriedades das populações estelares de galáxias foram feitos por [Kauffmann et al. \(2003c\)](#), [Kauffmann et al. \(2004\)](#), [Tremonti et al. \(2004\)](#) e [Brinchmann et al. \(2004\)](#).

Outro método utilizado para recuperar informações sobre a história de formação estelar de galáxias é referido por *Multiple Optimized Parameter Estimation and Data compression*, MOPED ([Heavens, Jimenez & Lahav 2000](#)). Este método utiliza uma abordagem mais robusta para derivar as propriedades físicas de galáxias a partir dos espectros. Ao invés de usar um conjunto de cores ou índices espectrais, o MOPED utiliza um método de compressão dos dados que permite a exploração do espaço de parâmetros de uma forma eficiente. O algoritmo empregado combina os elementos de fluxo em cada espectro num número reduzido de coeficientes (cerca de 20), um para cada parâmetro, que contém toda a informação relevante. Uma das principais aplicações deste método foi a obtenção da história de formação estelar de galáxias a partir de uma amostra do SDSS. [Panter, Heavens, & Jimenez \(2003\)](#) e [Heavens et al. \(2004\)](#) apresentam os resultados desta análise, obtendo que o pico na formação estelar ocorreu mais recentemente, cerca de 5 bilhões de anos atrás. Também mostram que galáxias mais massivas formaram suas estrelas antes do que galáxias

de baixa massa, indicando que a história de formação estelar das galáxias possui uma forte dependência com a massa estelar.

Um das formas mais tradicionais para explorar a história de formação estelar em galáxias a partir de seus espectros é baseada em modelos derivados de técnicas de síntese evolutiva de populações estelares. Recentemente, [Bruzual & Charlot \(2003\)](#) apresentaram uma nova versão de seu modelo para obtenção da evolução espectral de populações estelares de diferentes metalicidades e idades entre  $1 \times 10^5$  e  $2 \times 10^{10}$  anos, com uma resolução espectral de 3 Å (FWHM) entre 3200 e 9500 Å. Em particular, o intervalo de comprimento de ondas e a qualidade espectral destes modelos é bastante similar aos dados obtidos pelo SDSS (3800 – 9200 Å, com resolução  $\lambda/\Delta\lambda \sim 1800$ ; [Stoughton et al. 2002](#)). A implementação de um método de síntese espectral para a análise deste vasto conjunto de dados de alta qualidade possibilitaria um avanço significativo em nossa compreensão sobre as propriedades físicas e evolução de galáxias.

Com o objetivo primário de usufruir desse recente progresso nos modelos de síntese evolutiva para analisar grandes conjuntos de dados, iniciamos uma colaboração dedicada a análises semi-empíricas de galáxias (*Semi-Empirical Analysis of Galaxies*, SEAGal), baseada na aplicação de um método de síntese espectral a uma grande amostra de galáxias do SDSS. A ferramenta utilizada para este fim é um código desenvolvido pelo Dr. Roberto Cid Fernandes (ver detalhes em [Cid Fernandes et al. 2001, 2005](#)) para explorar as propriedades das populações estelares de galáxias. Este código, referido por STARLIGHT, é capaz de extrair com grande eficácia inúmeras informações físicas de galáxias, incluindo idades médias, massa, metalicidade e extinção, ambas relacionadas ao seu conteúdo estelar, tendo como ponto de partida o espectro observado de uma galáxia, que é ajustado a partir de uma combinação de populações estelares simples (*Simple Stellar Populations*, SSP) — obtidas dos modelos de síntese evolutiva de [Bruzual & Charlot \(2003\)](#) — através de uma engenhosa técnica computacional.

Em [Cid Fernandes et al. \(2005\)](#), apresentamos as qualidades deste método para obter parâmetros físicos de uma amostra de galáxias derivada do SDSS. A sua eficiência foi testada através de simulações realizadas para estimar as incertezas dos parâmetros recuperados, comparações dos nossos resultados com os obtidos pelo grupo MPA/JHU ([Kauffmann et al. 2003a,b](#)) e por meio de uma análise empírica para avaliar a consistência dos resultados obtidos. Por exemplo, a relação entre as metalicidades estelar e nebular mostrou-se bastante significativa, evidenciando a excelente estimativa da metalicidade estelar apesar da degenerescência idade–metalicidade freqüentemente considerada como um empecilho em estudos envolvendo síntese espectral de galáxias (e.g. [Worthey 1994](#)).

Outros estudos baseados na aplicação do método de síntese espectral aos dados do SDSS serão discutidos neste trabalho, em particular uma investigação acerca da

bimodalidade da população de galáxias (Mateus et al. 2006a) e uma análise da dependência ambiental das propriedades das populações estelares de galáxias no universo local (Mateus et al. 2006b). Além disso, em Stasińska et al. (2006) apresentamos uma análise detalhada do problema de se distinguir as populações de galáxias com formação estelar normal e de galáxias com núcleos ativos. Utilizamos modelos de fotoionização para definir uma nova linha divisória entre estas duas populações de galáxias baseada num tradicional diagrama de diagnóstico de linhas de emissão. Um novo diagrama para separar estas galáxias também é proposto, principalmente para a utilização em dados de *redshift surveys* que vão até  $z \sim 1, 3$ .

### 1.3 Evolução de galáxias

Os processos que guiaram a evolução de uma galáxia podem ser estudados através de uma análise fenomenológica da história de suas populações estelares, tal como numa abordagem paleontológica, ou por meio de investigações analíticas ou numéricas que tratam da evolução do gás primordial que resultou no conteúdo estelar e gasoso da galáxia. A maior parte das propriedades estruturais de galáxias e da sua distribuição espacial no universo são determinadas primariamente pelos processos de formação de galáxias, enquanto outras propriedades, tal como o conteúdo estelar e gasoso e sua evolução com o tempo, dependem principalmente de processos de formação de estrelas e evolução estelar. A distinção entre estes dois tipos de processos não é fácil, e ambos devem ser considerados para obtermos uma compreensão geral acerca da origem das propriedades observadas de galáxias.

As populações estelares de uma galáxia naturalmente evoluem, mesmo se ela for tratada como uma entidade isolada. No entanto, visto que as galáxias são “seres sociáveis”, esta evolução interna é afetada por diversos outros processos relacionados com o seu meio ambiente, como acreção de gás e satélites menores das vizinhanças, fusões com outros sistemas, interações gravitacionais, entre outros. Por outro lado, a evolução interna também afeta o próprio meio no qual a galáxia está embebida, seja através de ventos decorrentes de explosões de supernovas ou de jatos originários das regiões nucleares.

Talvez a primeira evidência da evolução da população de galáxias foi obtida por Butcher & Oemler (1978), quando descobriram uma elevada fração de galáxias azuis em aglomerados de galáxias em  $z \sim 0,4$  em comparação com aglomerados próximos. Na última década, com o avanço da instrumentação astronômica (especialmente com o *Hubble Space Telescope* e telescópios terrestres de grande porte) a evolução das propriedades galácticas foi estabelecida e quantificada através de observações de objetos distantes, como a descoberta de uma grande população de galáxias com elevada atividade de formação estelar em  $z \sim 3$ , identificadas através da quebra no contínuo de Lyman (*Lyman-break galaxies*; Steidel et al.

1996); medidas da função de luminosidade desde  $z \sim 1$  (Lilly et al. 1996; Ellis et al. 1996) e  $z \sim 3-4$  (Steidel et al. 1999), e estimativas da história de formação estelar e da conseqüente produção de metais desde  $z \sim 5$  até o presente (Madau et al. 1996; Madau, Pozzetti, & Dickinson 1998).

Do ponto de vista da formação das galáxias, em geral assume-se que estes sistemas — e a estrutura em grande escala que eles constituem — originaram-se de instabilidades gravitacionais nas flutuações iniciais de densidade, geradas por processos físicos no universo primordial. Como fundamento para uma teoria de formação de galáxias, modelos baseados em matéria escura fria (CDM) foram inicialmente investigados por Peebles na década de 70, que estabeleceu o cenário de aglomerações hierárquicas no qual a estrutura em grande escala do universo é construída através da contínua agregação de objetos de pequena escala formando unidades cada vez maiores. As galáxias que observamos hoje representariam as menores estruturas que sobreviveram como unidades discretas (Peebles 1974). A teoria para a evolução da distribuição de massa neste modelo foi apresentada por Press & Schechter (1974) e um esquema para a formação de galáxias, incluindo a aglomeração hierárquica de halos de matéria escura nos quais o gás é resfriado e condensado para formar as galáxias, foi proposto por White & Rees (1978). Estudos posteriores sobre a evolução das estruturas nos modelos de CDM incorporaram a noção de formação de galáxias com viés (*biased galaxy formation*) (e.g. Kaiser 1984), no qual galáxias são formadas preferencialmente em regiões de alta densidade em alto *redshift*, onde as flutuações de densidade de pequena escala tenderiam ao colapso antes do que aquelas localizadas em regiões de baixa densidade (Kaiser 1984; Davis et al. 1985; Bardeen et al. 1986).

Os processos de formação de galáxias e sua dependência temporal estão intimamente relacionados com o ambiente das galáxias. Por exemplo, galáxias elípticas em aglomerados possuem propriedades relativamente homogêneas, sugerindo que elas se formaram há muito tempo atrás, enquanto galáxias elípticas em regiões do campo mostram uma variação nas suas propriedades e evidências de populações estelares mais jovens (de Carvalho & Djorgovski 1992; Thomas et al. 2005). Esta relação entre as propriedades observadas de galáxias (especialmente o tipo morfológico) e o meio ambiente que habitam foi notada inicialmente por Hubble & Humanson (1931) e Oemler (1974). No entanto, apenas com o trabalho pioneiro de Dressler (1980) é que ela foi de fato quantificada. Dressler estudou 55 aglomerados próximos e encontrou uma elevada fração de galáxias elípticas em suas regiões mais densas, enquanto as regiões mais “rarefeitas” (periferias dos aglomerados) possuíam uma grande quantidade de galáxias espirais. Esta relação morfologia–densidade foi posteriormente estendida para incluir ambientes relacionados com grupos de galáxias por Postman & Geller (1984). Dressler et al. (1997) investigaram esta relação para 10 aglomerados em  $z \sim 0,5$  e confirmaram a sua existência apenas para aglomerados ricos e regulares, enquanto sistemas irregulares não apresentam uma relação significativa. Uma

sugestão para explicar este resultado é que a segregação morfológica observada procede de uma forma hierárquica, ocorrendo inicialmente em aglomerados mais ricos.

A relação morfologia–densidade está intimamente relacionada com a dependência ambiental da fração de galáxias com linhas de emissão (Osterbrock 1960; Carter et al. 2001; Mateus & Sodré 2004) e conseqüentemente com a atividade de formação estelar de galáxias. Recentemente, usando amostras do 2dFGRS e do SDSS, Lewis et al. (2002) e Gómez et al. (2003) mostraram que a taxa de formação estelar (SFR) diminui fortemente em galáxias que povoam ambientes densos associados às regiões centrais de aglomerados, com uma transição ocorrendo em cerca de 1–2 raios de virial. Tanaka et al. (2004) complementaram estes resultados mostrando que a relação SFR–densidade é mais forte para galáxias de baixa luminosidade.

Possíveis explicações para a origem física destas relações englobam dois tipos de argumentos. Por um lado, condições iniciais estabelecidas durante o processo de formação das primeiras estruturas podem ter resultado nas relações entre as propriedades galácticas e o ambiente. Por exemplo, num cenário de *biased galaxy formation*, a relação morfologia–densidade teria uma origem natural, já que as regiões mais densas do universo colapsariam antes e o processo de fusão freqüentemente assumido para formar galáxias elípticas seria acelerado nestas regiões. Por outro lado, a evolução de estruturas segue através da captura de sistemas de baixa massa por sistemas massivos. Portanto, é esperado que aglomerados de galáxias evoluam através da acreção de galáxias e grupos de galáxias localizados em suas redondezas. Dessa forma, a relação SFR–densidade, por exemplo, seria originada da redução do potencial de formação estelar de galáxias a partir do momento que são capturadas pelo ambiente denso dos aglomerados, através de mecanismos físicos que atuam sobre seu conteúdo gasoso (e.g. *ram pressure stripping*, *starvation*, *harassment*, entre outros).

A definição da importância de cada um destes cenários para a evolução de galáxias em diferentes ambientes ainda possui várias dificuldades, no entanto alguns trabalhos recentes têm contribuído para clarificar esta questão (Kauffmann et al. 2004; Tanaka et al. 2005; Poggianti et al. 2005). Por exemplo, num estudo sobre a dependência ambiental das relações entre algumas propriedades galácticas, Kauffmann et al. (2004) chegaram à conclusão de que ambos processos (*nature* e *nurture*) são importantes para nossa compreensão acerca da evolução da população de galáxias. Poggianti et al. (2005) investigaram a evolução da proporção de galáxias com formação estelar desde  $z = 0,8$  até hoje, através de duas amostras de galáxias provenientes do ESO Distant Cluster Survey e do Sloan Digital Sky Survey. Estes autores consideram um cenário no qual a população de galáxias passivas (sem evidências de formação estelar) consiste de duas componentes : galáxias “primordiais” cujas estrelas foram formadas em  $z > 2,5$  e galáxias “evoluídas” cuja formação estelar foi truncada como resultado de sua interação com o ambiente denso. Neste

sentido, a dependência das propriedades galácticas com o ambiente seria facilmente predita pelo nosso conhecimento acerca da evolução/crescimento das estruturas de matéria escura no universo.

## 1.4 Este trabalho

A principal motivação desta tese surgiu com as inúmeras possibilidades de análise do vasto conjunto de dados disponibilizado pelo SDSS, com o objetivo inicial de investigar as propriedades espectrais de milhares de galáxias. Aliado a este aspecto observacional amplamente favorável, a implementação de um método de síntese espectral de galáxias para a análise dos espectros obtidos pelo SDSS, tornou possível a investigação detalhada das populações estelares de galáxias e o estudo de suas propriedades. Algumas análises decorrentes desta abordagem serão discutidas neste trabalho.

No capítulo 2 apresentamos algumas informações relevantes sobre o *Sloan Digital Sky Survey*, os levantamentos fotométrico e espectroscópico executados por este *survey* e uma descrição acerca dos procedimentos iniciais de manipulação e tratamento dos dados. A definição e seleção das amostras que serão utilizadas no decorrer deste trabalho também são apresentadas neste capítulo.

O método de síntese espectral adotado neste trabalho é detalhado no capítulo 3, onde também descrevemos sua aplicação aos dados obtidos pelo SDSS. Também apresentamos a descrição de medidas e parâmetros espectrais adicionais, além de relações empíricas obtidas com os resultados da síntese espectral.

No capítulo 4 investigamos a classificação espectral de galáxias com linhas de emissão, com foco nos diagramas de diagnóstico formados pelas razões de intensidades das principais linhas presentes no espectro óptico de uma galáxia.

O capítulo 5 é dedicado à análise da bimodalidade observada na população de galáxias. Discutimos o papel da idade estelar média e da massa estelar na definição da distribuição bimodal apresentada por algumas propriedades galácticas. Implicações acerca da evolução de galáxias também são discutidas.

Estudamos a “ecologia de galáxias” no capítulo 6, através da investigação da dependência ambiental das propriedades relativas ao conteúdo estelar de galáxias. Analisamos o comportamento das relações obtidas em função da luminosidade e da massa estelar. Nossos resultados são discutidos em termos do papel do ambiente sobre a evolução da população de galáxias que habita o universo local.

Finalmente, no capítulo 7 apresentamos um resumo dos principais resultados obtidos aqui e algumas perspectivas futuras. No decorrer deste trabalho utilizaremos os seguintes valores para os parâmetros cosmológicos :  $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_M = 0,3$  e  $\Omega_\Lambda = 0,7$ .

## Capítulo 2

---

# Dados e amostras

*“The empirical approach to the problem of the structure of the physical universe consists in extrapolating the observed characteristics of the sample available for inspection.”*

Edwin Hubble (1934)

Nos últimos anos, o mapeamento de galáxias no Universo, iniciado por Hubble (1934), avançou de forma considerável. A cosmografia moderna, isto é, a ciência de mapear e determinar a nossa posição no Universo, culminou na utilização de uma gama de recursos tecnológicos e computacionais visando a obtenção de dados astronômicos para centenas de milhares de objetos. Os chamados *redshift surveys*, inicialmente concebidos para tal fim, figuram como uma das principais ferramentas da cosmologia observacional, sendo o *Las Campanas Redshift Survey* e o *2 degree Field Galaxy Redshift Survey*, alguns exemplos destes levantamentos.

No âmbito destas idéias, uma nova geração de *redshift surveys* foi desenvolvida, visando não somente a determinação de *redshifts* de galáxias no universo local, mas também o imageamento de uma grande área da esfera celeste e a obtenção de espectros para uma variedade de objetos astronômicos (desde estrelas a quasares em  $z \sim 6$ ). O *Sloan Digital Sky Survey* representa o estado-da-arte dessa nova era da cosmografia moderna, figurando como um dos maiores projetos astronômicos conduzidos até o momento.

Neste capítulo, trataremos das principais características do SDSS e dos dados fotométricos e espectroscópicos que utilizaremos neste trabalho. A seleção e definição de amostras de galáxias próximas utilizadas em nossas análises também será alvo deste capítulo.

## 2.1 Sloan Digital Sky Survey

O *Sloan Digital Sky Survey* (York et al. 2000) representa a nova geração dos tradicionais *redshift surveys*. Este ambicioso projeto tornou-se o primeiro grande levantamento a utilizar CCDs (*Charge Coupled Devices*) para a obtenção de parâmetros fotométricos e espectroscópicos, produzindo dados substancialmente mais sensíveis e precisos do que aqueles obtidos por levantamentos anteriores (baseados em placas fotográficas ou fotomultiplicadoras). Além disso, a enorme quantidade de dados produzida pelo SDSS e disponibilizada à comunidade científica<sup>1</sup> coloca-nos em um novo patamar da pesquisa astronômica e numa era onde o desenvolvimento de novas técnicas para o tratamento e aquisição de dados torna-se de suma importância.

Com os objetivos primários de observar cerca de um quarto da esfera celeste e obter espectros para cerca de  $10^6$  galáxias e  $10^5$  quasares brilhantes, o SDSS iniciou suas atividades

---

<sup>1</sup>Veja em <http://www.sdss.org>

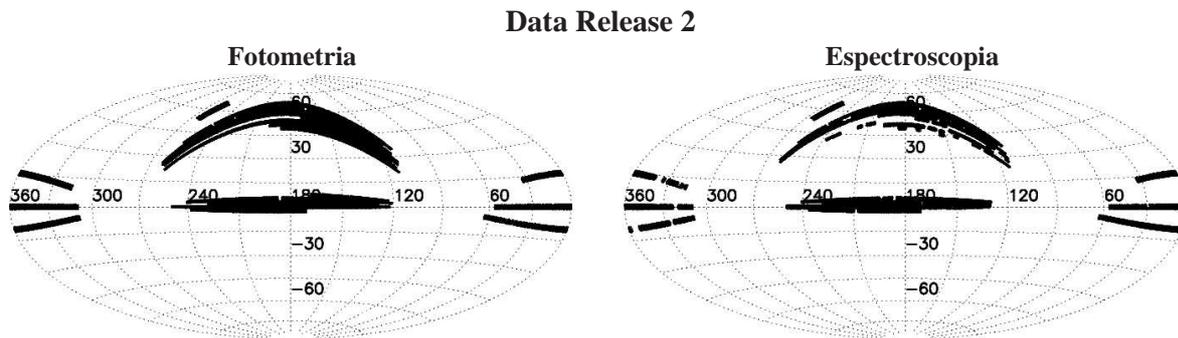


FIGURA 2.1 — Projeção equatorial das regiões cobertas pelos levantamentos fotométrico e espectroscópico do *Data Release 2* do SDSS.

em abril de 2000. O *survey* utiliza um telescópio exclusivo de 2,5 m localizado no *Apache Point Observatory* (Novo México, EUA). Este instrumento é equipado com uma câmera CCD em forma de mosaico, dedicada ao imageamento do céu em 5 bandas fotométricas ( $u$ ,  $g$ ,  $r$ ,  $i$  e  $z$ ), e dois espectrógrafos digitais contendo um total de 640 fibras ópticas.

Neste trabalho utilizaremos uma fração do vasto conjunto de dados produzido pelo SDSS para investigar o ambiente, classificação e propriedades espectrais de galáxias. Os dados utilizados foram extraídos do *Data Release 2* (DR2; Abazajian et al. 2004), disponibilizados à comunidade científica em março de 2004.<sup>2</sup> Considerando apenas galáxias, este conjunto de dados contém informações fotométricas e espectroscópicas para 260.490 objetos. Nas seções seguintes será feita uma descrição dos levantamentos fotométricos e espectroscópicos disponibilizados no DR2.

### 2.1.1 Levantamento fotométrico

O imageamento celeste disponível no DR2 cobre 3324 graus quadrados, contendo uma região principal em torno do Pólo Galáctico Norte e 3 faixas adicionais no Hemisfério Sul. A projeção equatorial destas regiões é apresentada na figura 2.1, tanto para o levantamento fotométrico quanto para o espectroscópico. Estas regiões foram escolhidas de forma a minimizar os efeitos da extinção galáctica. Isto pode ser claramente notado na figura 2.2, onde são mostradas as faixas cobertas pelo SDSS sobrepostas aos mapas de extinção galáctica obtidos por Schlegel, Finkbeiner & Davis (1998). O catálogo fotométrico contém cerca de 88 milhões de objetos, volume de dados que corresponde, em termos computacionais, a 5 Terabytes armazenados na forma de imagens e 2 Terabytes na forma de catálogos.

<sup>2</sup>No momento, o último conjunto de dados publicado pelo SDSS é o *Data Release 4* (DR4), que pode ser acessado no *website* <http://www.sdss.org/dr4>.

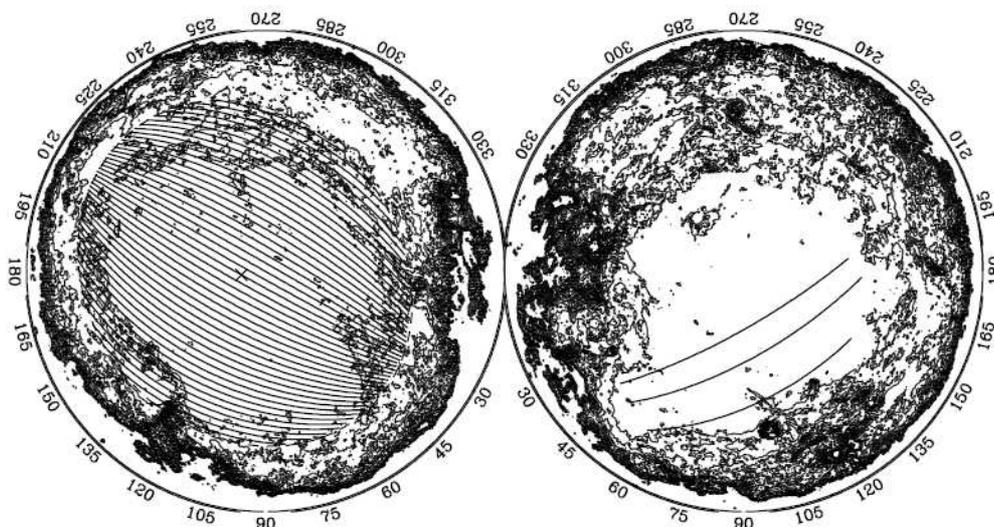


FIGURA 2.2 — Projeção em coordenadas galácticas das regiões nos Hemisférios Norte (à esquerda) e Sul (à direita) cobertas pelo SDSS. As linhas mostram as faixas (*stripes*) mapeadas pelo *survey*. Também são mostrados os contornos da extinção galáctica obtidos por [Schlegel, Finkbeiner & Davis \(1998\)](#).

Os dados fotométricos são obtidos simultaneamente em 5 bandas fotométricas ( $u$ ,  $g$ ,  $r$ ,  $i$  e  $z$ ) cobrindo desde o *cutoff* atmosférico no ultravioleta<sup>3</sup>, em 3000 Å, até o limite de sensibilidade do CCD, em 11000 Å ([Fukugita et al. 1996](#)). Os comprimentos de onda efetivos, as magnitudes limites e os erros fotométricos de cada banda são descritos na tabela 2.1. Na figura 2.3 são mostradas as curvas de resposta dos filtros utilizados pelo *survey*.

No sistema fotométrico do SDSS, as magnitudes são expressas como funções “seno hiperbólico inverso” (magnitudes “asinh”) definidas por [Lupton, Szalay & Gunn \(1999\)](#), que possuem a vantagem de quantificar detecções muito fracas, com fluxos extremamente baixos ou mesmo negativos. A diferença entre as magnitudes asinh e as tradicionais magnitudes AB ([Oke & Gunn 1983](#)), definidas logaritmicamente, é menor que 1% em fluxo para objetos com magnitudes aparentes na banda  $r$  ( $m_r$ ) menores que 22, 29. Como veremos, este limite está bem acima do que será utilizado neste trabalho, portanto podemos tratar as magnitudes obtidas pelo SDSS como sendo magnitudes AB tradicionais.

Na fotometria de objetos extensos, a ausência de contornos bem definidos e a existência de perfis de brilho superficial que variam radialmente tornam a medida dos fluxos mais difícil comparada com a de estrelas, por exemplo, para as quais o ajuste da PSF (*point spread function*) define a magnitude de um objeto. Neste caso, o ideal é medir uma fração constante da luz total que não dependa da posição e da distância ao objeto. Para satisfazer estes critérios, o SDSS adotou uma forma modificada do sistema definido por [Petrosian](#)

<sup>3</sup>Provocado essencialmente pela absorção da radiação ultravioleta pela camada de ozônio na estratosfera terrestre.

TABELA 2.1 — Bandas fotométricas utilizadas pelo SDSS e seus respectivos comprimentos de onda efetivos, limites de completudeza (95%) e erros fotométricos de calibração para fontes puntuais.

Banda	$\lambda_{\text{ef}}$ (Å)	Limite (mag)	Erro (%)
<i>u</i>	3551	22,0	5
<i>g</i>	4686	22,2	3
<i>r</i>	6165	22,2	3
<i>i</i>	7481	21,3	3
<i>z</i>	8931	20,5	5

(1976).<sup>4</sup> A magnitude neste sistema é baseada na medida do fluxo dentro de uma abertura circular cujo raio é duas vezes maior que o raio de Petrosian ( $r_P$ ), na banda  $r$ . Por sua vez,  $r_P$  é o raio no qual o brilho superficial local é  $1/5$  do brilho superficial médio no seu interior. As magnitudes Petrosian definidas dessa maneira recuperam praticamente todo o fluxo de uma galáxia com perfil exponencial e cerca de 80% do fluxo para um perfil de de Vaucouleurs. Ademais, possuem a vantagem de não dependerem da amplitude do brilho superficial total de uma galáxia.

Além das magnitudes Petrosian, outra quantidade fotométrica importante é a magnitude de fibra, definida pelo fluxo dentro de uma abertura de  $3''$  de diâmetro disposta no centro de cada objeto observado. Esta medida está relacionada com a quantidade de luz coletada por cada fibra do espectrógrafo durante a aquisição dos espectros.

### 2.1.2 Levantamento espectroscópico

Aliado ao imageamento de grande área do céu, o SDSS também realiza um levantamento espectroscópico de alvos pré-selecionados a partir do catálogo fotométrico. No DR2, a região levantada espectroscopicamente corresponde a 2627 graus quadrados. Nesta área, todos os objetos classificados como galáxias e com magnitudes Petrosian, corrigidas pela extinção galáctica através dos mapas obtidos por [Schlegel, Finkbeiner & Davis \(1998\)](#), no intervalo  $14,5 < m_r < 17,77$  são incluídos na amostra principal de galáxias brilhantes (*Main Galaxy Sample*) para as quais são obtidos os espectros e determinados os respectivos *redshifts*. Galáxias nesta amostra possuem um *redshift* mediano de  $z \sim 0,1$ . Na figura 2.4 é mostrado um exemplo de distribuição de velocidades radiais para uma amostra de galáxias cujos espectros foram obtidos pelo SDSS. Maiores detalhes sobre o procedimento utilizado na determinação dos alvos para o levantamento espectroscópico de galáxias no SDSS podem ser encontrados em [Strauss et al. \(2002\)](#).

<sup>4</sup>Para maiores detalhes sobre a definição deste sistema de medida de fluxos, ver [Blanton et al. \(2001\)](#) e [Strauss et al. \(2002\)](#).

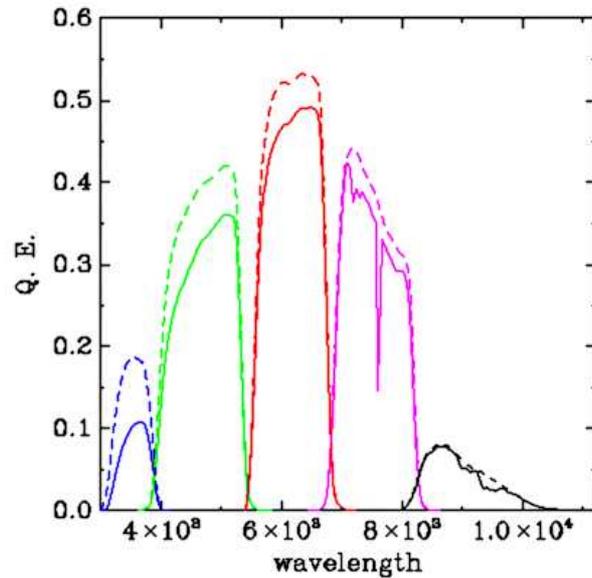


FIGURA 2.3 — Eficiência quântica dos filtros utilizados pelo SDSS em função do comprimento de onda. As curvas superiores não consideram a extinção atmosférica. As curvas inferiores são obtidas considerando uma massa de ar de 1,3.

Além da amostra de galáxias brilhantes, duas categorias adicionais de objetos astronômicos são incluídos no levantamento espectroscópico: galáxias vermelhas luminosas, selecionadas por cor e magnitude, constituindo uma amostra aproximadamente limitada em volume contendo as mais luminosas galáxias *early-type* até  $z \sim 0,45$  (Eisenstein et al. 2001); e quasares, selecionados por suas distintas cores no sistema fotométrico do SDSS, e pela detecção em rádio obtida através do catálogo de fontes rádio FIRST (Becker, White & Helfand 1995). Além destes alvos principais, que constituem amostras estatisticamente completas, outros objetos de interesse científico são selecionados. Entre eles estão: contrapartidas ópticas de fontes X, detectadas pelo ROSAT (Voges et al. 1999), estrelas de diversos tipos espectrais e alvos ocasionais (*serendipity targets*).

Os espectros são obtidos através de dois espectrógrafos, cada um contendo 320 fibras de 0,2 mm (correspondendo a 3'' no céu), com capacidade de obter cerca de 592 espectros de galáxias em uma única exposição (com um tempo total de integração de cerca de 45 minutos); as demais fibras são alocadas para determinação do céu e de estrelas padrões. O intrincado sistema de fibras utilizado pelo espectrógrafo do SDSS é mostrado na figura 2.5. Os espectros são processados através de duas rotinas automáticas (`Spectro2d` e `Spectro1d`) que reduzem os dados produzidos pelo espectrógrafo, gerando espectros calibrados em fluxo e em comprimento de onda; determinam e medem suas principais linhas de emissão e absorção; classificam os espectros utilizando um método de análise de componentes principais; e, finalmente, determinam os *redshifts* espectroscópicos com uma precisão estimada de  $30 \text{ km s}^{-1}$ . A cobertura espectral estende-se de 3800 a 9200 Å, com

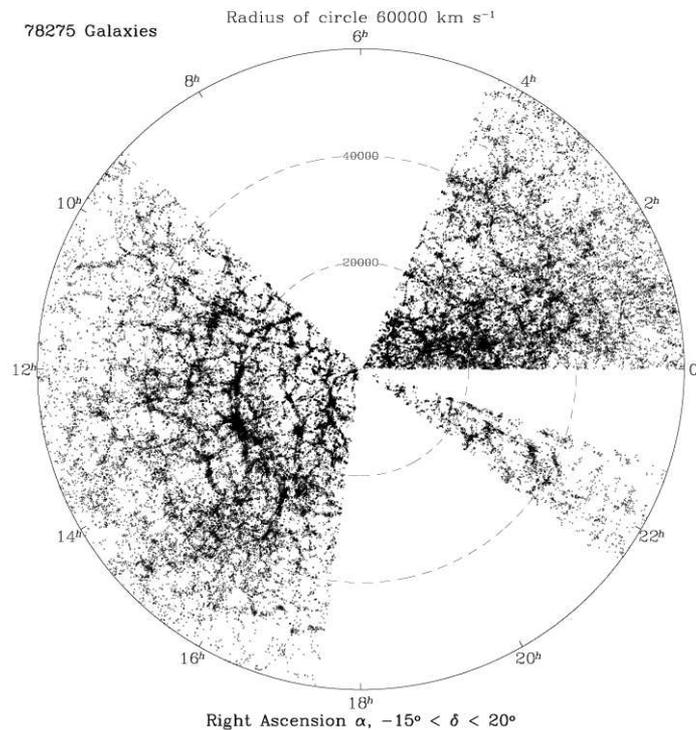


FIGURA 2.4 — Distribuição de velocidades radiais para uma amostra de galáxias brilhantes observadas pelo SDSS.

resolução  $R \equiv \lambda/\delta\lambda \approx 1800$  e dispersão de  $69 \text{ km s}^{-1}$  por pixel. Na figura 2.6 são mostrados dois exemplos de espectros obtidos pelo SDSS, um para galáxia passiva (*early-type*) e outro para galáxia com formação estelar. Note a presença de intensas linhas de emissão no espectro desta última galáxia, identificadas por linhas verticais pontilhadas.

## 2.2 Manipulação e tratamento dos dados

### 2.2.1 Aquisição dos dados espectrais

Os dados do DR2 são disponibilizados através do *website* <http://www.sdss.org/dr2>, que também reúne um extenso conjunto de informações técnicas sobre o SDSS. Os tipos de dados obtidos pelo *survey* são descritos em detalhes em [Stoughton et al. \(2002\)](#) e [Abazajian et al. \(2004\)](#), e adicionalmente no *website* acima. Existem duas alternativas principais para o acesso aos dados. O primeiro é através do *Data Archive Server*<sup>5</sup>, que permite o *download* de arquivos FITS contendo catálogos, imagens e espectros. A segunda opção é através do

<sup>5</sup><http://das.sdss.org/DR2/data>



FIGURA 2.5 — Sistema de fibras ópticas utilizado pelo espectrógrafo do SDSS para a obtenção simultânea de espectros de centenas de objetos.

*Catalog Archive Server*<sup>6</sup>, onde é possível a realização de buscas específicas de objetos e a obtenção de catálogos para regiões do céu definidas pelo pesquisador.

Os dados espectrais distribuídos pelo SDSS são armazenados em arquivos no formato FITS (`spSpec*.fits`) com múltiplas extensões (imagens e tabelas). A tabela principal contém : 1) o espectro calibrado em fluxo e comprimento de onda ; 2) o espectro subtraído do contínuo ; 3) o espectro de erro ; 4) uma máscara contendo informações sobre resíduos de céu e pixels ruins. Nas outras tabelas dos arquivos são encontradas as medidas das linhas de emissão e absorção, medidas de índices espectrais, a resolução obtida por pixel e medidas dos *redshifts* espectroscópicos. Os arquivos utilizados neste trabalho foram obtidos diretamente a partir do servidor do SDSS e transformados para um formato ASCII convencional. Neste procedimento, as máscaras, originalmente num formato hexadecimal, são convertidas para um padrão mais simples para facilitar sua interpretação.

### 2.2.2 Correções aplicadas aos espectros

Nos dois primeiros conjuntos de dados publicados pelo SDSS (*Early Data Release* e *Data Release 1*), os espectros finais foram automaticamente corrigidos pela extinção galáctica. Por outro lado, apesar dos dados disponibilizados subsequentemente no DR2, DR3 e DR4 possuírem qualidade fotométrica e espectroscópica muito melhor comparada com o DR1, seus espectros finais não são corrigidos pelo avermelhamento produzido por nossa Galáxia (este efeito é relativamente pequeno ; o valor mediano do excesso de cor  $E(B - V)$  em todo o *survey* é 0,034). Assim, os espectros utilizados neste trabalho foram corrigidos

<sup>6</sup><http://cas.sdss.org/astro/>

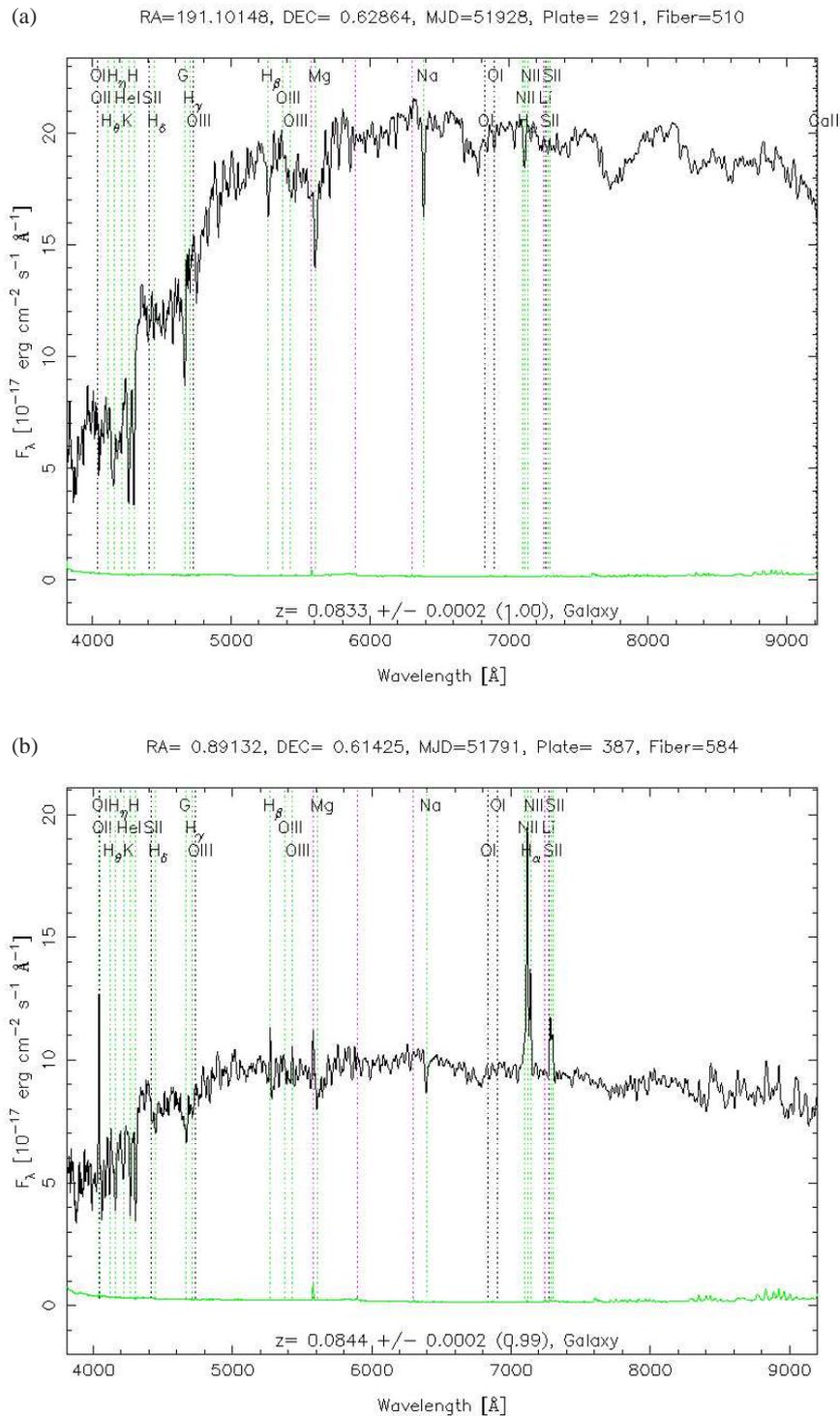


FIGURA 2.6 — Exemplos de espectros obtidos pelo SDSS. (a) Espectro de uma galáxia *early-type*, sem atividade de formação estelar significativa. (b) Espectro de uma galáxia com formação estelar. As linhas verticais pontilhadas mostram a posição das principais linhas de emissão e absorção identificadas pelas rotinas automáticas. Também é mostrado o espectro de erro (em verde) para cada objeto.

pela extinção galáctica através dos valores de  $E(B - V)$  obtidos a partir dos mapas de extinção dados por [Schlegel, Finkbeiner & Davis \(1998\)](#), tal como mostrado na figura 2.2, e considerando a curva de extinção interestelar obtida por [Cardelli et al. \(1989\)](#). A extinção absoluta num comprimento de onda qualquer,  $A_\lambda$ , entre 3000 e 9000 Å é parametrizada como

$$A_\lambda = R_V E(B - V)a + E(B - V)b \quad (2.1)$$

com  $R_V = 3,1$  e coeficientes dados por :

$$a = 1 + 0,17699y - 0,50447y^2 - 0,02427y^3 + 0,72085y^4 + 0,01979y^5 - 0,77530y^6 + 0,32999y^7 \quad (2.2)$$

$$b = 1,41338y + 2,28305y^2 + 1,07233y^3 - 5,38434y^4 - 0,62251y^5 + 5,30260y^6 - 2,09002y^7 \quad (2.3)$$

onde

$$y = 10000/\lambda - 1,82 \quad (\lambda \text{ em } \text{Å}). \quad (2.4)$$

No decorrer deste trabalho utilizaremos esta parametrização em quaisquer procedimentos que envolvam a determinação de  $A_\lambda$ , principalmente a partir do valor de referência para a extinção na banda  $V$ ,  $A_V$  (seção 3.1).

Outra particularidade dos dados espectrais do SDSS está associada ao fato de que os comprimentos de onda são referenciados no vácuo, ao contrário dos valores usuais em espectroscopia óptica dados em relação ao “ar”.<sup>7</sup> Por exemplo, o comprimento de onda da linha em emissão  $H\alpha$  é 6562,801 no ar e 6564,614 no vácuo. A conversão padrão de comprimentos de onda no vácuo ( $\lambda_{\text{vac}}$ ) para o ar ( $\lambda_{\text{ar}}$ ), ambas em Å, é dada por [Morton \(1991\)](#) através da relação

$$\lambda_{\text{ar}} = \frac{\lambda_{\text{vac}}}{\left(1,0 + 2,735182 \times 10^{-4} + \frac{131,4182}{\lambda_{\text{vac}}^2} + \frac{2,76249 \times 10^8}{\lambda_{\text{vac}}^4}\right)}. \quad (2.5)$$

Dessa forma, convertemos os comprimentos de onda dados pelo SDSS para o padrão usual utilizado em espectroscopia óptica.

Outro problema encontrado em vários espectros obtidos pelo SDSS é a presença de resíduos significativos de linhas de céu principalmente em 5577, 6300 e 6363 Å. Quando muito intensas, a amplitude destas linhas é ocasionalmente subestimada durante a subtração

<sup>7</sup>O SDSS adotou comprimentos de onda no vácuo seguindo a convenção utilizada em trabalhos sobre quasares com linhas de absorção.

do céu. No entanto, as máscaras contidas nos arquivos dos espectros tornam possível a identificação dos pixels contaminados por tais resíduos, minimizando severamente os efeitos indesejáveis provocados por linhas em emissão espúrias nos espectros de galáxias que pretendemos analisar.

## 2.3 Seleção e definição das amostras

Neste trabalho utilizaremos duas amostras de galáxias extraídas da base de dados do SDSS. A amostra principal é limitada em volume, contendo cerca de 50 mil galáxias brilhantes. A outra amostra, utilizada como “amostra de controle”, é limitada em magnitude e contém 20 mil galáxias. Nesta seção apresentamos a definição destas amostras, bem como algumas de suas propriedades gerais.

### 2.3.1 Amostra limitada em volume

A vantagem da utilização de uma amostra limitada em volume advém do fato de que a função de seleção radial é uniforme e as variações na densidade espacial de galáxias dentro de cada volume são devidas somente às aglomerações. A desvantagem de tal método é que um grande número de galáxias de um dado catálogo não satisfaz aos critérios impostos pela seleção. Porém, com a utilização de dados de grandes *redshift surveys*, tal como o SDSS, isso não implica num problema dada a vasta quantidade de galáxias que podem ser estudadas.

A maior restrição com a utilização de uma amostra limitada em volume é o limite em luminosidade para os objetos selecionados. Para a extração de uma amostra completa a partir de um catálogo é necessária a especificação de um intervalo de magnitudes absolutas. Além disso, visto que o SDSS é um *survey* limitado em fluxo, com limites inferior e superior para a magnitude aparente, o intervalo de magnitudes absolutas requer que um valor mínimo e um valor máximo de *redshift* seja aplicado à amostra.

Utilizando este enfoque, construímos uma amostra limitada em volume a partir do *Data Release 2* do SDSS. O catálogo principal de galáxias deste banco de dados é limitado em fluxo, contendo somente os objetos com magnitudes Petrosian corrigidas pela extinção  $m_r \leq 17,77$  e brilho superficial  $\mu_{50} \leq 24,5 \text{ mag arcsec}^{-2}$  (Strauss et al. 2002). Deste catálogo, inicialmente selecionamos todas as galáxias com *redshifts* medidos pelo SDSS com um parâmetro de confiança,  $z_{\text{conf}}$ , maior que 0,35; este parâmetro está associado com a qualidade da determinação do *redshift*.<sup>8</sup> Em seguida, extraímos uma amostra contendo galáxias com *redshifts* no intervalo  $0,05 < z < 0,1$ , com magnitudes absolutas na banda  $r$ ,

<sup>8</sup>Veja, por exemplo, em <http://www.sdss.org/dr2/products/spectra/index.html>

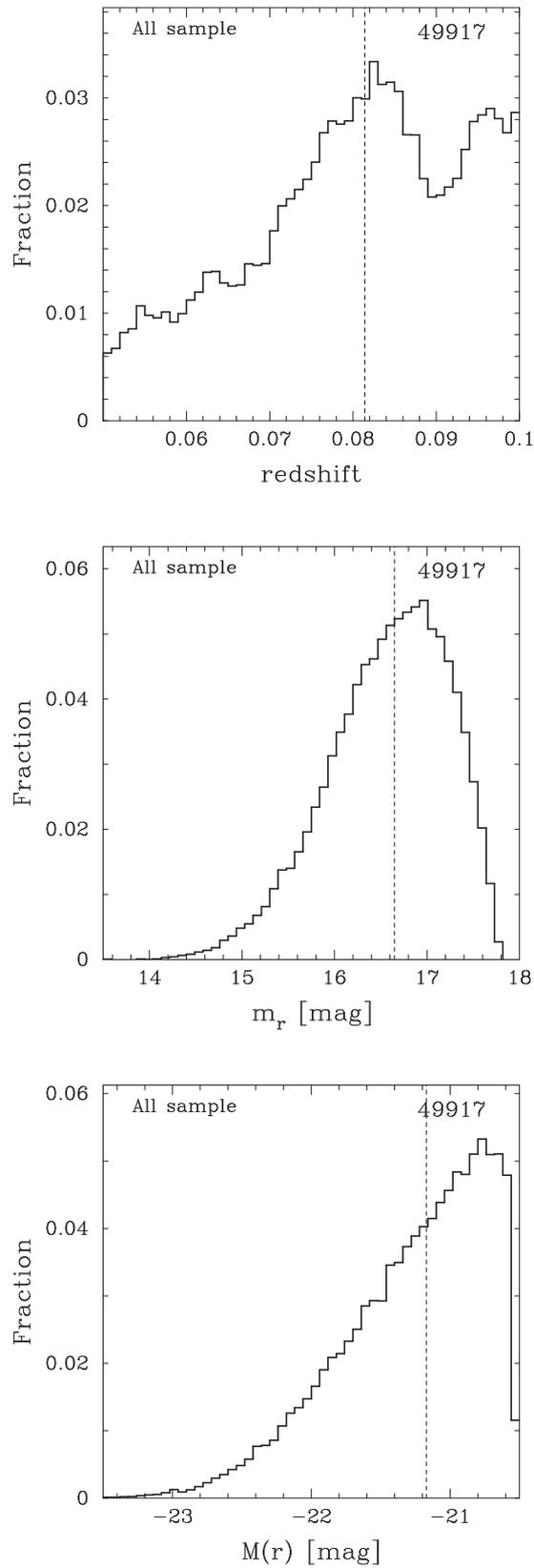


FIGURA 2.7 — Distribuição de *redshift*, magnitude aparente e magnitude absoluta (ambas na banda  $r$ ) para as galáxias da AMOSTRA 50K. As linhas tracejadas representam os valores medianos de cada distribuição.

corrigidas pela extinção, mais brilhantes que  $M_r^{\text{lim}} = -20,5$ , ou  $M_r^* + 1$  (Blanton et al. 2001). Uma correção  $k(z)$  foi aplicada às magnitudes absolutas por meio do código KCORRECT v3.2 desenvolvido por Michael Blanton (Blanton et al. 2003c).<sup>9</sup> O limite inferior em *redshift* adotado aqui foi escolhido de forma a minimizar os efeitos de abertura, típicos em *surveys* que utilizam fibras de tamanhos reduzidos para a obtenção de espectros de galáxias (Zaritsky, Zabludoff & Willick 1995; Kewley, Jansen & Geller 2005). Também restringimos nossa amostra espectroscópica aos objetos cujos espectros observados apresentam uma razão sinal-ruído ( $S/N$ ) maior que 5 nas bandas  $g$ ,  $r$ , e  $i$ , evitando dessa forma a inclusão de objetos com dados de baixa qualidade em nossa amostra. Além disso, também foi detectada uma fração menor que 1% de galáxias com dados espectrais múltiplos (2 ou mais espectros para um mesmo objeto), para as quais consideramos apenas os espectros com melhor  $S/N$ .

A aplicação destes critérios resultou em uma amostra limitada em volume contendo 49.917 galáxias (referida daqui em diante como “AMOSTRA 50K”), correspondendo a uma completude de 98,5%. Na figura 2.7 são mostradas as distribuições normalizadas de *redshift*,  $m_r$  e  $M_r$  para os objetos dessa amostra; os valores medianos de cada distribuição são mostrados como linhas tracejadas e correspondem a  $z = 0,081$ ,  $m_r = 16,65$  e  $M_r = -21,17$ . Esta amostra será utilizada primariamente nas análises discutidas nos capítulos subsequentes.

### 2.3.2 Amostra de controle

Além da amostra limitada em volume discutida acima, também utilizamos uma amostra reduzida limitada em fluxo contendo 20.000 galáxias selecionadas de forma aleatória a partir do catálogo principal de galáxias. Esta amostra será referida como “AMOSTRA 20K”. Os únicos critérios de seleção adotados estão relacionados com a qualidade dos espectros ( $S/N > 5$  nas bandas  $g$ ,  $r$  e  $i$ ) e das medidas dos *redshifts* ( $z_{\text{conf}} > 0,35$ ). Na figura 2.8 apresentamos as distribuições de *redshift*,  $m_r$  e  $M_r$  para os objetos da AMOSTRA 20K. Os valores medianos de cada distribuição (linhas tracejadas) correspondem a  $z = 0,097$ ,  $m_r = 17,14$  e  $M_r = -21,41$ .

Esta amostra de controle será empregada neste trabalho para avaliar os efeitos de se usar uma amostra limitada em volume em nossas análises principais. Ela também será utilizada em análises nas quais não existe a necessidade de se ter uma amostra completa (com função de seleção uniforme). Conforme mostrado na figura 2.8, a distribuição de magnitudes absolutas para as galáxias desta amostra estende-se até  $M_r \sim -18$ . Portanto, com a AMOSTRA 20K poderemos verificar o comportamento de galáxias de baixa luminosidade em nossas análises.

<sup>9</sup><http://cosmo.nyu.edu/blanton/kcorrect/>

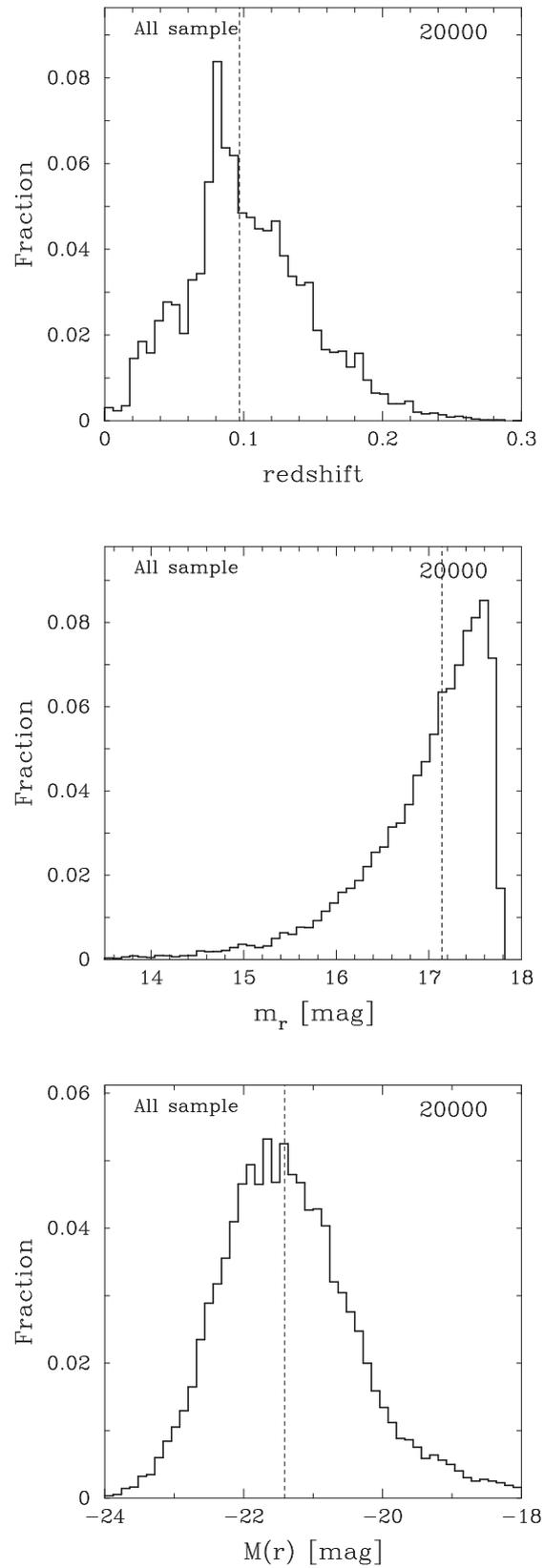


FIGURA 2.8 — Distribuição de *redshift*, magnitude aparente e magnitude absoluta (ambas na banda *r*) para as galáxias da amostra de controle. A linha tracejada representa o valor mediano de cada distribuição.

## 2.4 Sumário

Neste capítulo apresentamos as principais características do *Sloan Digital Sky Survey* e dos dados obtidos por este fabuloso projeto astronômico. Também apresentamos a definição e seleção das duas amostras de galáxias que utilizaremos no decorrer deste trabalho, AMOSTRA 20K e AMOSTRA 50K. Nos capítulos seguintes utilizaremos os dados espectrais descritos aqui para investigar as propriedades das populações estelares de galáxias.

## Capítulo 3

# Análise espectral

*“...a quantitative study of composite spectra should reveal ultimately the stellar composition of the light contributing source...”*

Fred L. Whipple (1935)

O espectro observado de uma galáxia reúne diversas informações sobre os processos físicos que conduziram sua formação e evolução. A idade e metalicidade de suas populações estelares, bem como a quantidade de gás envolvida nos processos de formação estelar e o conteúdo em metais desse gás, são exemplos de importantes características que afetam a luz integrada de um objeto. Em princípio, o espectro de uma galáxia pode ser considerado como uma composição de populações estelares simples de várias idades e metalicidades, que evoluíram ao longo de sua existência. Dessa forma, a sua história química e de formação estelar pode ser obtida a partir da decomposição de seu espectro em distintas populações estelares.

No entanto, recuperar o conteúdo estelar de uma galáxia a partir de seu espectro integrado não é uma tarefa simples, como pode ser comprovado pelas várias gerações de astrônomos dedicados a este objetivo no decorrer de uma “longa e venerável história” (Worthey 1994). Aliado a este esforço teórico, no lado observacional os espectros de galáxias obtidos por grandes *redshift surveys* geram bancos de dados gigantescos que se tornaram a base dos progressos recentes em nossa compreensão sobre a composição, formação e evolução das galáxias no universo local.

Neste capítulo, discutiremos um método de síntese espectral utilizado para recuperar propriedades físicas de galáxias a partir de seus espectros, com o objetivo de determinar as características das populações estelares que as constituem. As medidas espectrais utilizadas no decorrer deste trabalho, bem como algumas relações empíricas obtidas para ilustrar a eficácia da síntese espectral, também serão apresentadas aqui.

### 3.1 Síntese espectral de galáxias

A primeira tentativa de introduzir técnicas quantitativas de síntese de populações estelares de galáxias foi feita por Whipple (1935), quase uma década antes da origem do próprio conceito de populações estelares por Baade (1944). Whipple delineou uma técnica baseada na medida de cores de galáxias e larguras equivalentes de linhas de absorção, além de medidas similares para estrelas próximas, que constituiriam os blocos fundamentais do modelo. Na década de 30, os dados observacionais disponíveis para a aplicação de tal técnica eram reduzidos, o que impossibilitou o avanço dos estudos sobre o conteúdo estelar de galáxias naquela época.

As idéias por trás da técnica “primitiva” de Whipple formaram a base de uma abordagem empírica para síntese de populações, introduzida por Faber (1972) para aprimorar um método de tentativa e erro proposto anteriormente por Spinrad & Taylor (1971). Nesta

técnica, o espectro integrado de uma galáxia é representado com uma combinação linear de espectros individuais de inúmeros tipos de estrelas ou de aglomerados estelares. Este método foi empregado por diversos autores para decompor o espectro observado de uma galáxia em uma mistura de populações (Faber 1972; O’Connell 1976, 1980; Turnrose 1976; Pritchett 1977; Pickles 1985). Versões modernas desta abordagem foram utilizadas por Bica (1988), Pelat (1997), Cid Fernandes et al. (2001) e Moulta et al. (2004).

No entanto, uma técnica mais direta para o estudo das populações estelares de galáxias, iniciada por Crampin & Hoyle (1961) e Tinsley (1968, 1972), denominada síntese evolutiva, tornou-se mais conveniente para o estudo da evolução espectral de galáxias. Nesta abordagem, expressões analíticas são assumidas para a taxa de formação estelar, função de massa inicial (IMF) e evolução química. A evolução espectral de uma galáxia é então calculada com base na teoria de evolução estelar e em bibliotecas de espectros estelares. Dessa forma, comparações do espectro observado de uma galáxia com os espectros derivados dos modelos possibilitam a estimativa da idade da galáxia e de sua história de formação estelar. O sucesso desta técnica pode ser comprovado pelos inúmeros trabalhos que a utilizaram e pelo contínuo desenvolvimento dos modelos de síntese evolutiva (Tinsley 1978; Bruzual 1983; Arimoto & Yoshii 1987; Guiderdoni & Rocca-Volmerange 1987; Buzzoni 1989; Bruzual & Charlot 1993; Worthey 1994; Bressan, Chiosi & Tantaló 1996; Fioc & Rocca-Volmerange 1997; Vazdekis 1999; Bruzual & Charlot 2003; Le Borgne et al. 2004, entre outros). Além disso, com a compilação de grandes conjuntos de espectros estelares de alta qualidade (Le Borgne et al. 2003; Bertone et al. 2004; González Delgado et al. 2005) que estão sendo implementados em uma nova geração de modelos (Vazdekis 1999; Bruzual & Charlot 2003; Le Borgne et al. 2004), os espectros de galáxias estão sendo detalhados num nível jamais anteriormente alcançado, através de distintas técnicas e abordagens (e.g. Panter, Heavens, & Jimenez 2003; Kauffmann et al. 2003a; Cid Fernandes et al. 2005).

De certa forma, podemos considerar que uma das vantagens da síntese empírica de populações é que ela é baseada somente em ingredientes estelares “naturais”, enquanto a síntese evolutiva depende da habilidade dos modelos em representar a natureza das populações estelares. No entanto, os modelos desenvolvidos para este fim estão sendo constantemente aprimorados, o que resultará na construção de espectros de galáxias completamente teóricos e realísticos. Seguindo nesta direção, recentemente Bruzual & Charlot (2003) apresentaram um novo modelo para obtenção da evolução espectral de populações estelares de diferentes metalicidades e idades entre  $1 \times 10^5$  e  $2 \times 10^{10}$  anos, com uma resolução espectral de  $3 \text{ \AA}$  (FWHM) entre 3200 e 9500  $\text{\AA}$ . Em particular, a qualidade espectral destes modelos é bastante similar aos dados espectrais obtidos pelo SDSS, projeto que está proporcionando à comunidade científica um banco de dados com centenas de milhares de espectros de galáxias no intervalo de 3800 a 9200  $\text{\AA}$ . Este vasto conjunto de dados de alta qualidade, associado ao aperfeiçoamento dos modelos de síntese evolutiva, está

possibilitando significativos avanços em nossa compreensão sobre a composição, formação e evolução de galáxias no Universo (e.g. [Kauffmann et al. 2003a,b](#); [Brinchmann et al. 2004](#); [Tremonti et al. 2004](#); [Heavens et al. 2004](#)).

Com o objetivo primário de usufruir deste recente progresso nos modelos de síntese evolutiva para analisar grandes conjuntos de dados, tal como os obtidos pelo SDSS, iniciamos uma colaboração dedicada a análises semi-empíricas de galáxias (*Semi-Empirical Analysis of Galaxies*, SEAGal)<sup>1</sup>. No primeiro artigo fruto desta colaboração ([Cid Fernandes et al. 2005](#)), apresentamos um método para obter parâmetros físicos de uma amostra de galáxias derivada do SDSS. O método baseia-se em ajustar o espectro observado de uma galáxia com uma combinação linear de populações estelares simples obtidas pelos modelos de síntese evolutiva de [Bruzual & Charlot \(2003\)](#). Dessa forma, o método que empregamos é uma combinação das idéias originais que regem a síntese empírica de populações juntamente com o arcabouço teórico proporcionado pela síntese evolutiva.

Em [Cid Fernandes et al. \(2005\)](#) demonstramos que, além de obter excelentes espectros residuais úteis no estudo de linhas de emissão, o método de síntese espectral recupera de forma eficaz importantes propriedades das populações estelares constituintes de uma galáxia. Particularmente, mostramos que tal método obtém informações robustas sobre as distribuições de idade estelar média ( $t_*$ ) e metalicidade estelar ( $Z_*$ ), assim como sobre extinção, dispersão de velocidades e massa em estrelas. A obtenção da metalicidade estelar pela síntese espectral é sobretudo importante, visto que este parâmetro é comumente mais difícil de ser estimado especialmente devido à degenerescência idade-metalicidade (e.g. [Renzini & Buzzoni 1986](#); [Worthey 1994](#); [Bressan, Chiosi & Tantaló 1996](#)). A eficiência do método foi inferida através de três distintos enfoques : 1) argumentos baseados em simulações ; 2) comparações dos nossos resultados com os obtidos por outro grupo de forma distinta e independente ([Kauffmann et al. 2003a](#)) ; e 3) uma análise empírica para avaliar a consistência dos resultados obtidos para uma amostra de galáxias do SDSS.

Nesta seção será feita apenas uma revisão do método discutido detalhadamente em [Cid Fernandes et al. \(2005\)](#) e sua aplicação aos dados espectrais das amostras de galáxias discutidas na seção 2.3.

### 3.1.1 Descrição e aplicação do método

Neste trabalho utilizaremos o código de síntese espectral STARLIGHT, inicialmente discutido por [Cid Fernandes et al. \(2004\)](#) (ver detalhes em [Cid Fernandes et al. 2005](#)), para explorar as propriedades de populações estelares de galáxias diretamente a partir de seus

---

<sup>1</sup><http://www.starlight.ufsc.br>

espectros (contínuo e linhas de absorção, excluindo linhas de emissão). O STARLIGHT foi desenvolvido pelo Dr. Roberto Cid Fernandes (UFSC) com base em uma engenhosa técnica computacional originalmente concebida para síntese empírica de populações com ingredientes adicionais de modelos de síntese evolutiva. Em suma, o espectro observado é ajustado a partir de uma combinação de  $N_*$  SSPs obtidas dos modelos de síntese evolutiva de [Bruzual & Charlot \(2003\)](#). A extinção é modelada como sendo devida à poeira no meio interestelar com lei de extinção dada por [Cardelli, Clayton & Mathis \(1989\)](#), com  $R_V = 3,1$ , e parametrizada na banda  $V$ ,  $A_V^*$ . Movimentos estelares na linha de visada são modelados por uma distribuição Gaussiana centrada em  $v_*$  e com dispersão de velocidade  $\sigma_*$ ,  $G(v_*, \sigma_*)$ . Assumindo estas condições, o espectro sintético é dado por

$$M_\lambda = M_{\lambda_0} \left[ \sum_{j=1}^{N_*} x_j b_{j,\lambda} r_\lambda \right] \otimes G(v_*, \sigma_*), \quad (3.1)$$

onde  $b_{j,\lambda}$  é o espectro da  $j$ -ésima SSP normalizada em  $\lambda_0 = 4020 \text{ \AA}$ ,  $r_\lambda \equiv 10^{-0,4(A_\lambda - A_{\lambda_0})}$  é o termo de extinção ou avermelhamento,  $M_{\lambda_0}$  é o fluxo sintético no comprimento de onda de normalização,  $\vec{x}$  é o “vetor de população” e  $\otimes$  indica o operador convolução. Cada componente  $x_j$  ( $j = 1 \dots N_*$ ) do vetor  $\vec{x}$  representa a contribuição fracional da SSP com idade  $t_j$  e metalicidade  $Z_j$  ao fluxo sintético em  $\lambda_0$ . Estes componentes da base espectral também podem ser expressos em função da massa das populações, representado pelo vetor  $\vec{\mu}$ .

Os ajustes são feitos com o auxílio de um algoritmo que procura pelo valor mínimo de  $\chi^2 = \sum_\lambda [(O_\lambda - M_\lambda) w_\lambda]^{-2}$ , onde  $w_\lambda^{-1}$  é o erro em  $O_\lambda$ . Regiões em torno de linhas de emissão (ver abaixo), pixels com problemas ou resíduos de céu são excluídos dos ajustes fazendo-se  $w_\lambda = 0$ . Além disso, pixels com desvios maiores que  $3\sigma$  entre o espectro observado e uma estimativa inicial do modelo também são descartados.

Neste trabalho adotamos uma base com  $N_* = 150$  SSPs, composta por 25 idades<sup>2</sup> entre 1 Myr e 18 Gyr e 6 metalicidades :  $Z = (0,005; 0,02; 0,2; 0,4; 1; 2,5) Z_\odot$ .<sup>3</sup> Os espectros de cada SSP da base, mostrados na figura 3.1, foram calculados com a biblioteca STELIB ([Le Borgne et al. 2003](#)), trajetórias evolutivas de Padova 1994 e com uma IMF dada por [Chabrier \(2003\)](#). Mais detalhes sobre estes parâmetros podem ser obtidos em [Bruzual & Charlot \(2003\)](#).

A base espectral adotada aqui é sensivelmente diferente daquela utilizada por [Cid Fernandes et al. \(2005\)](#), que contém  $N_* = 45$ , sendo 15 idades (até 13 Gyr) e 3 metalicidades

<sup>2</sup>O valores de idade adotados são :  $t_* = (0,001; 0,00316; 0,00501; 0,00661; 0,00871; 0,01; 0,01445; 0,02512; 0,04; 0,055; 0,10152; 0,1609; 0,28612; 0,5088; 0,90479; 1,27805; 1,434; 2,5; 4,25; 6,25; 7,5; 10; 13; 15; 18)$  Gyr.

<sup>3</sup>Note que aqui adotamos a convenção utilizada em estudos de evolução estelar que define a metalicidade estelar em termos da fração de massa em metais ; neste caso, o Sol tem  $Z_* = 0,02$ .

( $Z = 0, 2, 1$  e  $2, 5 Z_{\odot}$ ). Uma das diferenças desta nova base espectral é que agora incluímos SSPs com idades até 18 Gyr, valor inconsistente com o modelo cosmológico padrão se adotamos  $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_M = 0,3$  e  $\Omega_{\Lambda} = 0,7$ , que resulta em uma idade para o Universo de  $\sim 13,5$  Gyr. O limite que adotamos aqui foi utilizado para evitar o acúmulo de pontos na distribuição de idades estelares obtidas com a base limitada a SSPs com idades  $< 13$  Gyr (veja, por exemplo, a figura 13b de [Cid Fernandes et al. 2005](#)). Devido a incertezas na evolução estelar, nas medidas espectro-fotométricas e na própria cosmologia, não consideramos esta inconsistência como crítica e, de qualquer forma, os seus efeitos sobre as conclusões apresentadas neste trabalho são irrelevantes.

A principal característica dessa nova base espectral está associada à inclusão de SSPs com baixa metalicidade ( $0,005$  e  $0,02Z_{\odot}$ ). Estas SSPs são mais azuis que aquelas utilizadas por [Cid Fernandes et al. \(2005\)](#) —  $Z \geq 0,2Z_{\odot}$  —, particularmente para idades mais velhas. Estas populações pobres em metais, se presentes em uma galáxia mas ignoradas nos ajustes espectrais, podem levar a uma subestimativa das idades estelares, visto que o código tenta compensar a falta delas com componentes mais jovens e mais metálicas devido à degenerescência idade–metalicidade. Esta questão é bem detalhada em [Mateus et al. \(2006a\)](#). Outros efeito relacionado com a inclusão dessas SSPs de baixa metalicidade é sobre as massas estelares. A evolução espectral das populações com  $0,005$  e  $0,02Z_{\odot}$  resulta em uma razão massa–luminosidade (na banda  $z$ ) cerca de uma ordem de grandeza maior do que aquela obtida para SSPs com  $Z \geq 0,2Z_{\odot}$  (considerando uma idade de  $\sim 10$  Gyr). Portanto, é esperado que a massa estelar derivada com a base espectral adotada aqui seja maior em comparação com os resultados obtidos por [Cid Fernandes et al. \(2005\)](#).

O método de síntese espectral foi aplicado aos dois conjuntos de galáxias extraídas do SDSS com o objetivo de investigar as propriedades de suas populações estelares. Os espectros selecionados, corrigidos pela extinção galáctica, passam por um pré-processamento que envolve a mudança para o referencial de repouso e uma reamostragem no intervalo de  $3400 - 8900 \text{ \AA}$  com  $\Delta\lambda = 1 \text{ \AA}$ . Além disso é feita uma normalização do fluxo de cada pixel pelo fluxo mediano na região de  $4010 - 4060 \text{ \AA}$ . Após esta etapa, um primeiro ajuste é feito aos espectros utilizando o STARLIGHT, com o objetivo de detectar as linhas de emissão a partir dos espectros residuais ( $O_{\lambda} - M_{\lambda}$ ). Para cada espectro, as linhas de emissão mais intensas são ajustadas utilizando-se a metodologia descrita na seção 3.2.1 e são geradas máscaras para as regiões com linhas detectadas (detalhes deste procedimento e os efeitos do uso destas máscaras são descritos por [Asari 2006](#)). Além dessas máscaras individuais, outras regiões espectrais não são consideradas durante os ajustes :  $5880 - 5906 \text{ \AA}$ , evitando o duplete de sódio Na D $\lambda\lambda$ 5890, 5896, que é parcialmente produzido no meio interestelar ;  $6850 - 6950$  e  $7550 - 7725 \text{ \AA}$ , regiões que apresentam problemas nos espectros teóricos, conforme apontado por [Bruzual & Charlot \(2003\)](#). Estas máscaras são posteriormente utilizadas como *inputs* para os ajustes finais feitos pelo STARLIGHT.

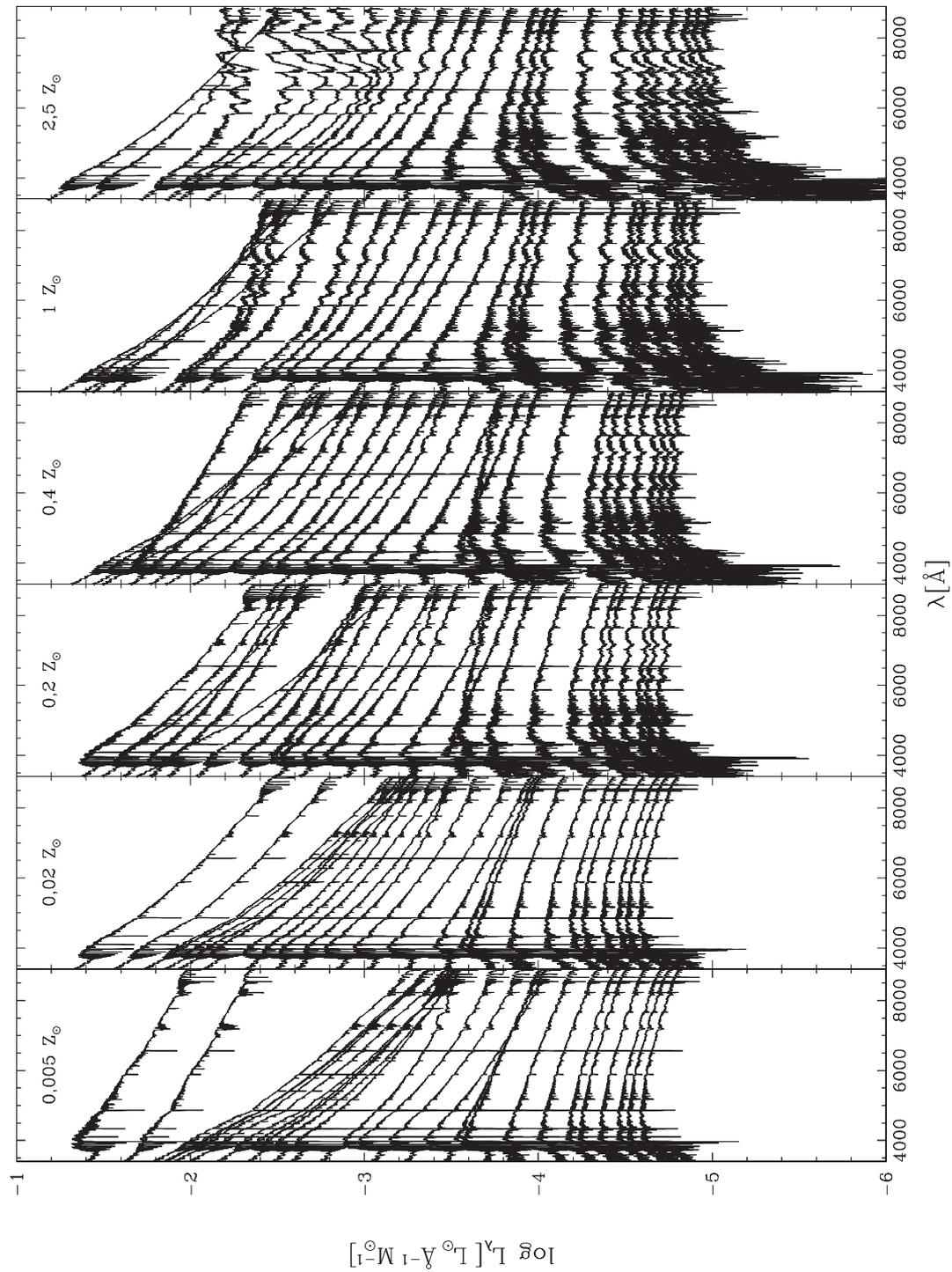


FIGURA 3.1 — Espectros das 150 SSPs usadas na síntese espectral. Esta base contém 6 metalicidades,  $Z = 0,005, 0,02, 0,2, 0,4, 1$  e  $2,5 Z_{\odot}$ , e 25 idades entre 1 Myr e 18 Gyr.

### 3.1.2 Resultados da síntese espectral

O resultado do procedimento descrito anteriormente é uma lista de parâmetros para cada galáxia e um espectro sintético ajustado ao observado. Na figura 3.2 apresentamos um exemplo de ajuste para o espectro típico de uma galáxia *early-type*, onde também são mostrados o espectro residual, alguns parâmetros do ajuste e as distribuições dos vetores de populações ( $\vec{x}$  e  $\vec{\mu}$ ). Na figura 3.3 mostramos o ajuste para uma galáxia *late-type*.

Conforme discutido em Cid Fernandes et al. (2001, 2005), ao invés de trabalhar com o vetor de população, cujas componentes individuais sofrem de degenerescências matemáticas e astrofísicas, descrevemos os resultados da síntese espectral em termos de um pequeno número de parâmetros mais robustos. Dentre eles, os mais importantes para as análises que serão realizadas neste trabalho são :

**Massa estelar** A massa em estrelas de uma galáxia, definida espectroscopicamente, é calculada a partir do vetor  $\vec{\mu}$  e das razões  $M_*/L_{\lambda_0}$  das distintas populações estelares na base. A massa estelar total ( $M_*$ ) é obtida dividindo-se a massa derivada da síntese espectral por um fator  $(1 - f)$ , onde  $f$  é a fração da luminosidade total da galáxia, na banda  $z$ , exterior à região de  $3''$  de diâmetro observada pela fibra. Neste cálculo assumimos que a razão massa-luminosidade da galáxia não varia com o raio, e desconsideramos quaisquer gradientes de extinção ou de populações estelares. A distribuição deste parâmetro para a AMOSTRA 20K é mostrada na figura 3.4a.

**Extinção estelar** A extinção estelar,  $A_V^*$ , é um parâmetro obtido diretamente a partir do melhor ajuste encontrado pelo STARLIGHT. Uma das principais características relacionadas a este parâmetro é que permitimos a “existência” de galáxias com  $A_V^* < 0$ . Estas galáxias, em geral, não possuem evidência de atividade de formação estelar recente e o fato de apresentarem extinção negativa indica que estes objetos praticamente não possuem poeira. Esta tendência está de acordo com os resultados obtidos por Kauffmann et al. (2003a), que obtêm extinção negativa para galáxias com populações estelares velhas. Quando analisamos a distribuição de  $A_V^*$  obtido pelo STARLIGHT, tal como mostrada na figura 3.4b para a AMOSTRA 20K, notamos que ela possui um pico para valores ligeiramente negativos, implicando que desvios puramente aleatórios (que produziriam  $A_V^* = 0$  na média) não são suficientes para descrever tal comportamento. Encontramos que um dos fatores responsável por esta tendência é o  $\alpha$ -enhancement, isto é, um excesso de elementos- $\alpha$  (O, Ne, Na, Mg, Si e outros) em relação ao Fe ( $[\alpha/Fe]$ ), que é observado principalmente em galáxias *early-type* (por exemplo, Mg-enhancement ; Worthey, Faber & Gonzalez 1992). Em Sodr e et al. (2005), mostramos que os ajustes do STARLIGHT subestimam os valores dos índices relacionados com elementos- $\alpha$ , por exemplo o  $Mg_2$ , já que as SSPs obtidas por Bruzual & Charlot (2003) não levam em conta o  $\alpha$ -enhancement que é esperado em galáxias elípticas massivas

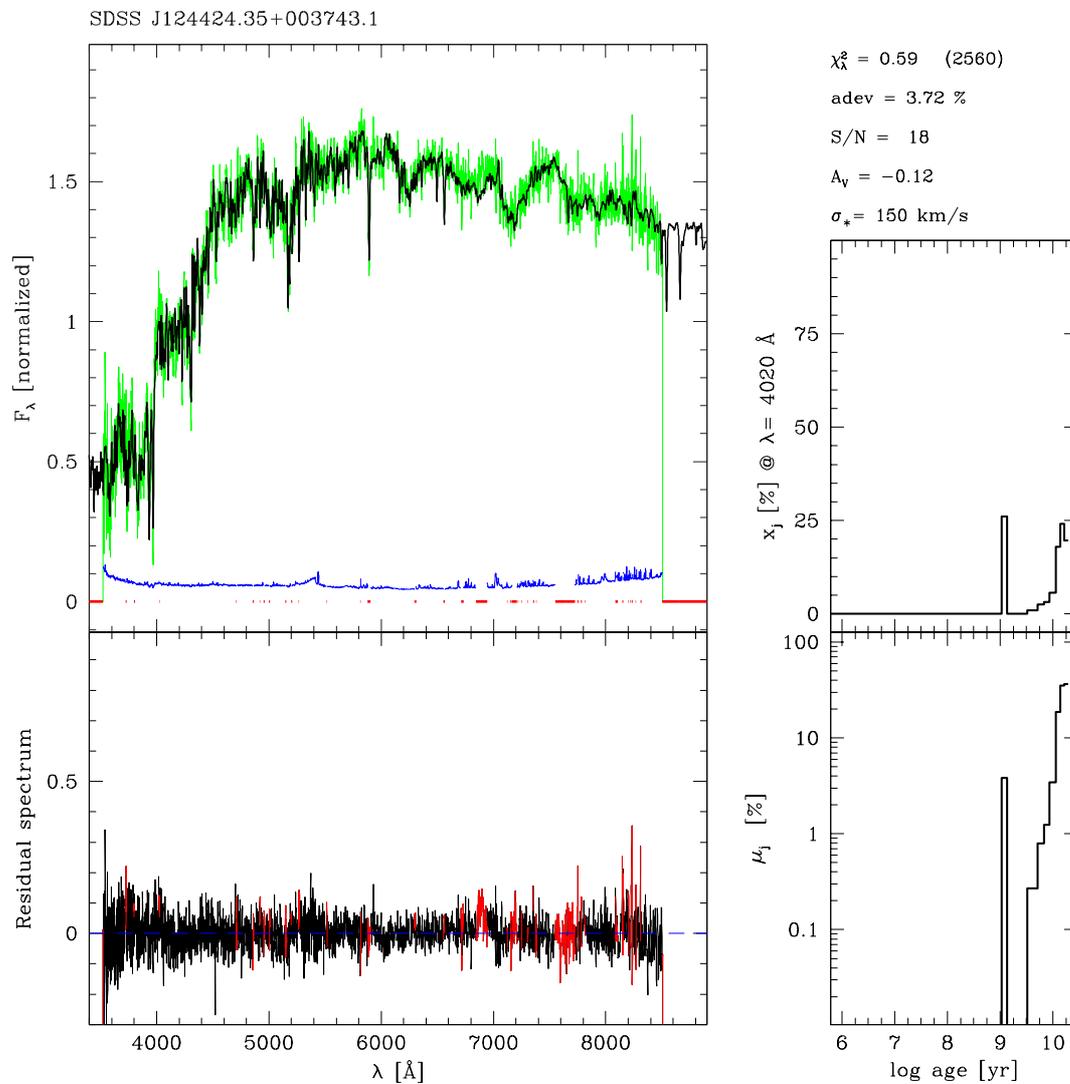
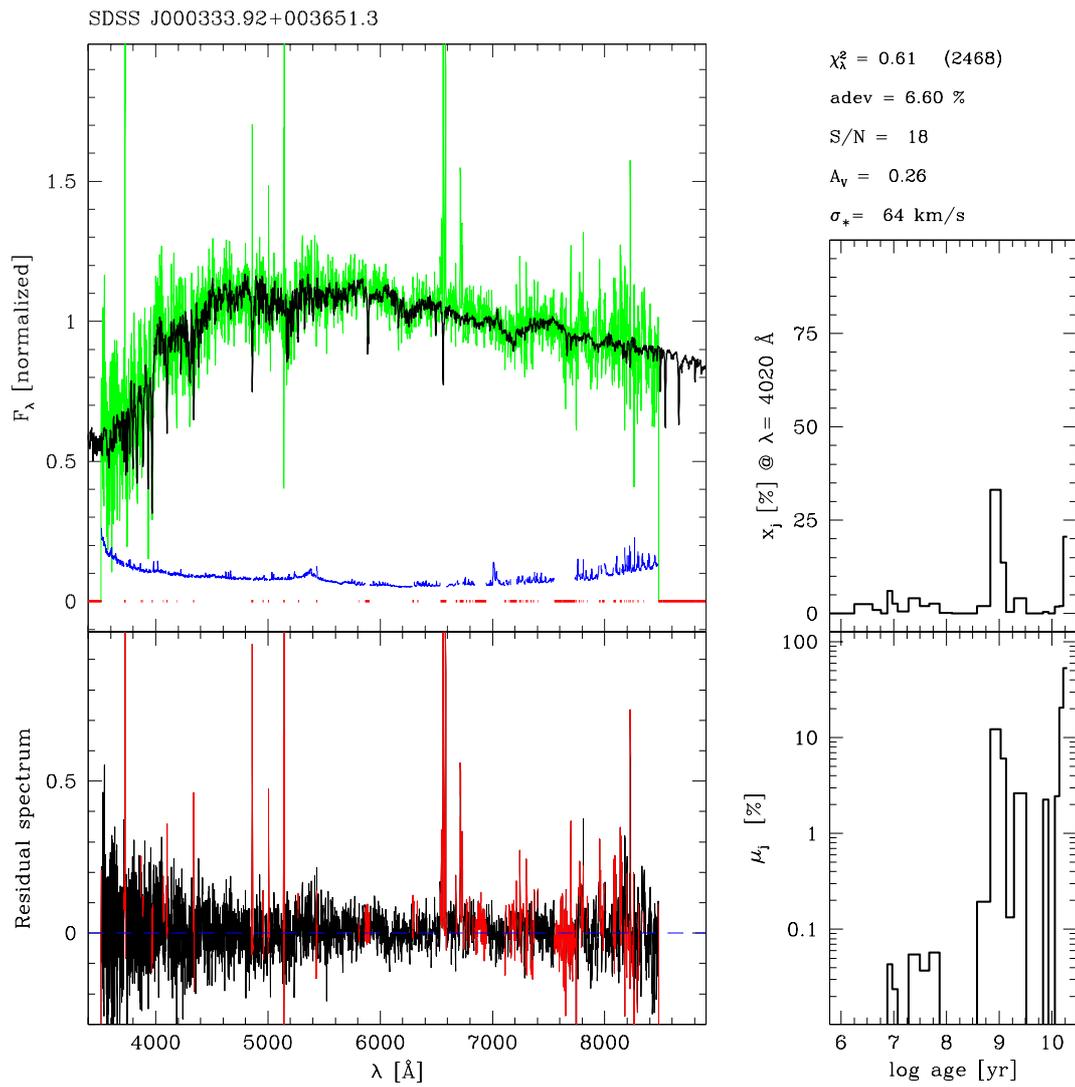


FIGURA 3.2 — Resultado da síntese espectral para uma galáxia *early-type* do SDSS. À esquerda : no painel superior são mostrados os espectros observado (linha verde), sintético (linha escura) e de erro (em azul). Também são assinaladas (em vermelho) as regiões contendo pixels com problemas (principalmente resíduos de céu) ou regiões correspondentes a linhas de emissão; estas regiões são mascaradas e descartadas no processo de ajuste. No painel inferior é mostrado o espectro residual. Regiões mascaradas são mostradas em vermelho. À direita : distribuições das frações de fluxo (superior) e massa (inferior) como função da idade. Alguns dos parâmetros derivados são mostrados no canto superior :  $\chi_{\lambda}^2$  é o  $\chi^2$  reduzido e  $\Delta_{\lambda}$  é a diferença média relativa entre o espectro observado e o modelo ;  $S/N$  refere-se à região em torno de  $\lambda_0 = 4020 \text{ \AA}$ .

FIGURA 3.3 — Semelhante ao mostrado na Fig. 3.2 mas agora para uma galáxia *late-type*.

(Worthey, Faber & Gonzalez 1992; Davies, Sadler & Peletier 1993; Thomas, Maraston & Bender 2002). Gomes (2005) investigou este assunto com detalhes, indicando que os valores negativos para a extinção são, ao menos parcialmente, devido ao uso de uma base de SSPs que não possuem a composição química apropriada. Bibliotecas de espectros estelares com excesso de elementos- $\alpha$  publicadas recentemente poderão ajudar a resolver esta questão (e.g. Coelho et al. 2005; Munari et al. 2005).

**Idades estelares médias** Definimos duas versões para caracterizar a idade estelar média de uma galáxia. Uma, ponderada pelo fluxo, dada por

$$\langle \log t_{\star} \rangle_L = \sum_{j=1}^{N_{\star}} x_j \log t_j, \quad (3.2)$$

e outra pela massa estelar

$$\langle \log t_{\star} \rangle_M = \sum_{j=1}^{N_{\star}} \mu_j \log t_j. \quad (3.3)$$

Note que ambas as definições são limitadas ao intervalo 1 Myr–18 Gyr, que é o intervalo da base adotada. Nas figuras 3.4c-d, mostramos as distribuições de  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$  e  $\langle \log t_{\star} \rangle_M$  para a AMOSTRA 20k. Em princípio, a idade ponderada por massa possui um caráter mais físico, mas, devido a elevada não-linearidade da relação  $M-L$  das estrelas, ela tem pouca relação direta com o espectro observado, quando comparada com  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$ .

**Metalicidades estelares médias** A metalicidade é frequentemente assumida como o segundo parâmetro que caracteriza uma população estelar. De forma análoga à definição de idade média, definimos duas metalicidades, ponderadas por fluxo

$$\langle Z_{\star} \rangle_L = \sum_{j=1}^{N_{\star}} x_j Z_j \quad (3.4)$$

e por massa

$$\langle Z_{\star} \rangle_M = \sum_{j=1}^{N_{\star}} \mu_j Z_j. \quad (3.5)$$

Novamente, ambas limitadas ao intervalo coberto pela base ( $0,005 - 2,5 Z_{\odot}$ ). As distribuições de  $\log \langle Z_{\star} \rangle_L$  e  $\log \langle Z_{\star} \rangle_M$  para a AMOSTRA 20k são mostradas nas figuras 3.4e e 3.4f.

Na tabela 3.1 mostramos os valores das incertezas associadas a cada parâmetro definido acima, além da extinção  $A_V^{\star}$ . Estas incertezas foram estimadas através de simulações de espectros com diferentes  $S/N$  construídos com idades e metalicidades dentro dos limites da base. As galáxias teste definidas para este fim possuem valores médios de  $\vec{x}$ ,  $A_V^{\star}$  e  $\sigma_{\star}$  em

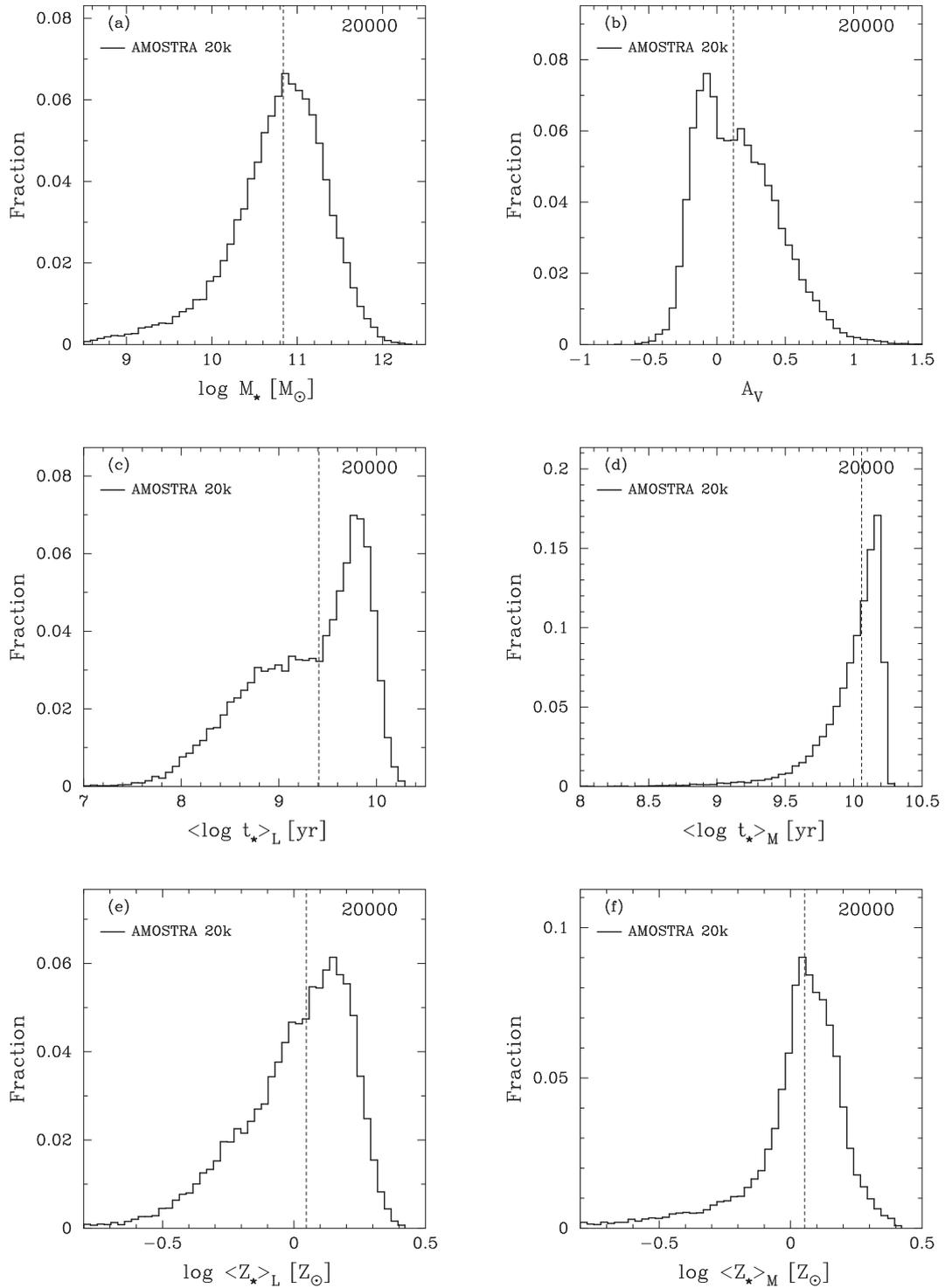


FIGURA 3.4 — Distribuições dos parâmetros obtidos pela síntese espectral para a AMOSTRA 20k. As linhas tracejadas indicam o valor mediano de cada distribuição

TABELA 3.1 — Sumário das incertezas para os parâmetros obtidos pela síntese espectral. Em cada coluna é mostrada a diferença rms entre os valores de entrada e saída obtidos por simulações de espectros com diferentes razões  $S/N$  (ver [Cid Fernandes et al. 2005](#), para mais detalhes). As unidades são dex para quantidades logarítmicas e mag para  $A_V^*$ .

Parâmetro	$S/N$ em $\lambda = 4020 \text{ \AA}$				
	5	10	15	20	30
$\log M_*$	0,11	0,08	0,06	0,05	0,04
$\langle \log t_* \rangle_L$	0,14	0,08	0,06	0,05	0,04
$\log \langle Z_* \rangle_L$	0,15	0,09	0,08	0,06	0,05
$\log \langle Z_* \rangle_M$	0,18	0,13	0,11	0,09	0,08
$A_V^*$	0,09	0,05	0,03	0,03	0,02

65 caixas definidas no plano  $\langle \log t_* \rangle_L \times \langle Z_* \rangle_L$  para a AMOSTRA 50K. Conjuntos de espectros perturbados correspondentes a cada galáxia teste foram então gerados no mesmo intervalo daqueles utilizados neste trabalho e para diferentes níveis de razão sinal-ruído,  $S/N = 5, 10, 15, 20$  e  $30$ . Os ajustes destes espectros pelo STARLIGHT produziram parâmetros de saída que foram comparados com os parâmetros iniciais. Dessas comparações foram estimadas as incertezas de cada parâmetro mostradas na tabela 3.1 para diferentes valores de  $S/N$ .

Além dos parâmetros definidos acima, um espectro residual é obtido a partir da subtração do espectro sintético daquele observado, resultando num espectro contendo linhas de emissão “puras”, já que o contínuo e os perfis devido a absorção estelar são automaticamente removidos. Assim, o estudo das propriedades de galáxias com linhas de emissão é fortemente facilitado com a utilização deste espectro e será alvo do próximo capítulo.

## 3.2 Medidas espectrais

### 3.2.1 Linhas de emissão

Em análises envolvendo linhas de emissão, o ajuste do contínuo e a absorção estelar nas linhas de hidrogênio e hélio tornam-se fatores de suma importância. Em geral, o contínuo é considerado através de ajustes lineares feitos em duas janelas em torno da linha de interesse, possibilitando a determinação do fluxo e da largura equivalente associados ao perfil de emissão. Por outro lado, a absorção estelar, por exemplo nas linhas de  $H\alpha$  e  $H\beta$ , é frequentemente assumida como uma constante, tendo valores de largura equivalente em torno de 2 ou 3  $\text{\AA}$ . Uma alternativa para considerar o perfil de absorção nestas linhas foi

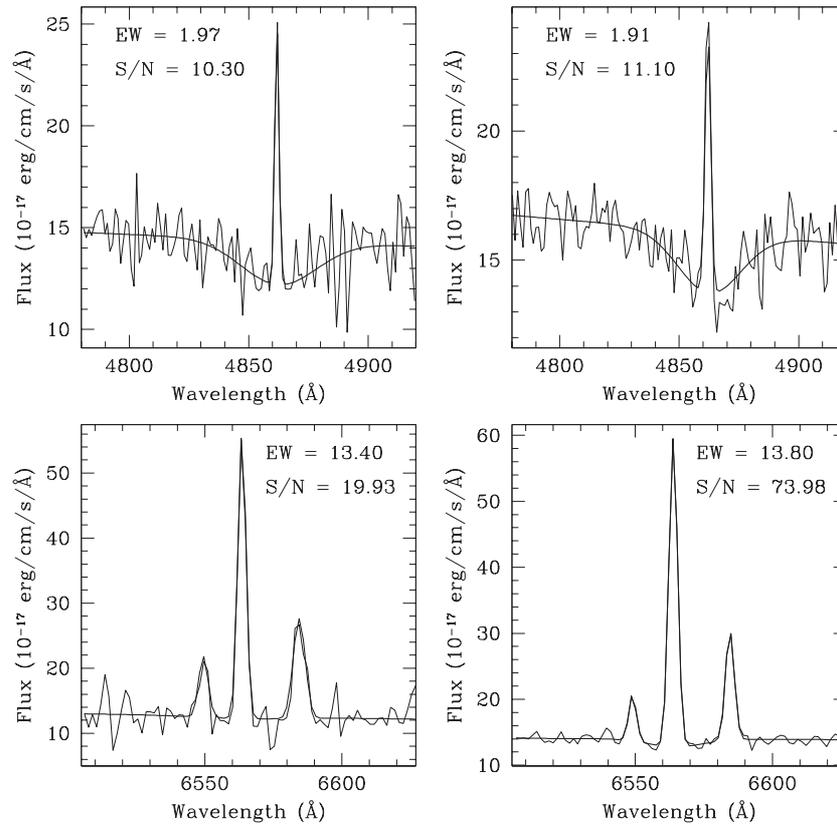


FIGURA 3.5 — Ajustes nas regiões de  $H\beta$  e  $H\alpha$  considerando o perfil de absorção nas linhas (veja Stasińska et al. 2004 para maiores detalhes).

adotado por Stasińska et al. (2004), no qual as linhas de  $H\alpha$  e  $H\beta$  são ajustadas como uma combinação de um perfil gaussiano em emissão e outro em absorção; no caso de  $H\alpha$  as linhas de  $[N II]$  também são ajustadas simultaneamente como duas gaussianas. O contínuo é estimado através de um ajuste robusto considerando duas janelas em torno do comprimento de onda central de cada linha. Como um exemplo desta metodologia, mostramos na figura 3.5 alguns exemplos de ajustes de linhas nas regiões de  $H\alpha$  e  $H\beta$ .

Uma forma mais robusta de realizar a medida de linhas espectrais é utilizada neste trabalho. As linhas de emissão que serão utilizadas aqui foram ajustadas a partir do espectro residual obtido pela aplicação do método de síntese espectral. Neste espectro, dado por  $R_\lambda \equiv O_\lambda - M_\lambda$ , o contínuo e a absorção estelar são automaticamente subtraídos do espectro observado. Assim, mesmo linhas fracas, como a linha de alta excitação  $[O III]\lambda 4363$ , podem ser facilmente detectadas e medidas. De fato, tal alternativa tem sido adotada por outros autores na investigação das propriedades de galáxias com linhas de emissão do SDSS (e.g. Brinchmann et al. 2004; Tremonti et al. 2004).

Neste trabalho, desenvolvemos um código para medir a intensidade das principais

linhas de emissão diretamente a partir dos espectros residuais obtidos pela síntese espectral. As linhas são ajustadas por meio de funções gaussianas caracterizadas pela largura, desvio com respeito ao comprimento de onda central (no referencial de repouso) e fluxo. Além disso, assumimos que linhas do mesmo íon possuem a mesma largura e desvio espectral. Adicionalmente, as seguintes razões de fluxo teóricas foram consideradas :  $[O\ III]\lambda 5007/[O\ III]\lambda 4959 = 2,97$  e  $[N\ II]\lambda 6584/[N\ II]\lambda 6548 = 3$ .

Somente as linhas detectadas com razão sinal-ruído maior que 3 são consideradas nas análises subsequentes. Este é o mesmo valor adotado por [Brinchmann et al. \(2004\)](#) em seu estudo sobre as propriedades físicas de galáxias com formação estelar do SDSS, e é  $1\sigma$  maior que o limite de detecção adotado por [Miller et al. \(2003\)](#) em uma análise de galáxias contendo núcleos ativos, também do SDSS.

As linhas medidas pelo código incluem  $[O\ II]\lambda 3727$ ,  $H\delta$ ,  $H\gamma$ ,  $[O\ III]\lambda 4363$ ,  $H\beta$ ,  $[O\ III]\lambda 5007$ ,  $[O\ III]\lambda 4959$ ,  $[O\ I]\lambda 6300$ ,  $[N\ II]\lambda 6548$ ,  $H\alpha$ ,  $[N\ II]\lambda 6584$  e  $[S\ II]\lambda\lambda 6716, 6731$ . Para cada linha de emissão, o código retorna o fluxo e a largura equivalente ( $EW$ ), a dispersão de velocidades (em km/s) medida a partir da largura da linha, o deslocamento (também em km/s) relativo ao comprimento de onda no referencial de repouso e a razão  $S/N$  do ajuste. Além disso são obtidas as respectivas incertezas para cada parâmetro. Na figura 3.6 mostramos alguns exemplos de ajustes feitos pelo código nas regiões das linhas de  $H\alpha + [N\ II]$ ,  $H\beta$  e  $[O\ III]\lambda\lambda 4959, 5007$ , para linhas intensas (alto  $S/N$ , mostrados à esquerda) e linhas mais fracas (baixo  $S/N$ , à direita).

Adicionalmente, também detectamos linhas largas nos espectros residuais, características de galáxias com núcleos ativos. Utilizamos um procedimento similar ao adotado por [Véron-Cetty, Véron & Gonçalves \(2001\)](#). Como resultado desta análise, identificamos 335 objetos com significantes componentes largas nas regiões de  $H\alpha$  e  $H\beta$ .

### 3.2.2 Quebra em 4000 Å

A quebra em 4000 Å, definida pelo índice  $D(4000)$ , é produzida pelo acúmulo de um grande número de linhas de absorção em uma estreita faixa de comprimentos de onda na região de 4000 Å, resultando em uma descontinuidade no espectro óptico de uma galáxia. Este índice possui baixos valores para galáxias com populações estelares jovens e elevados valores para galáxias dominadas por populações velhas.

Medimos a intensidade da quebra em 4000 Å seguindo a definição de [Bruzual \(1983\)](#),

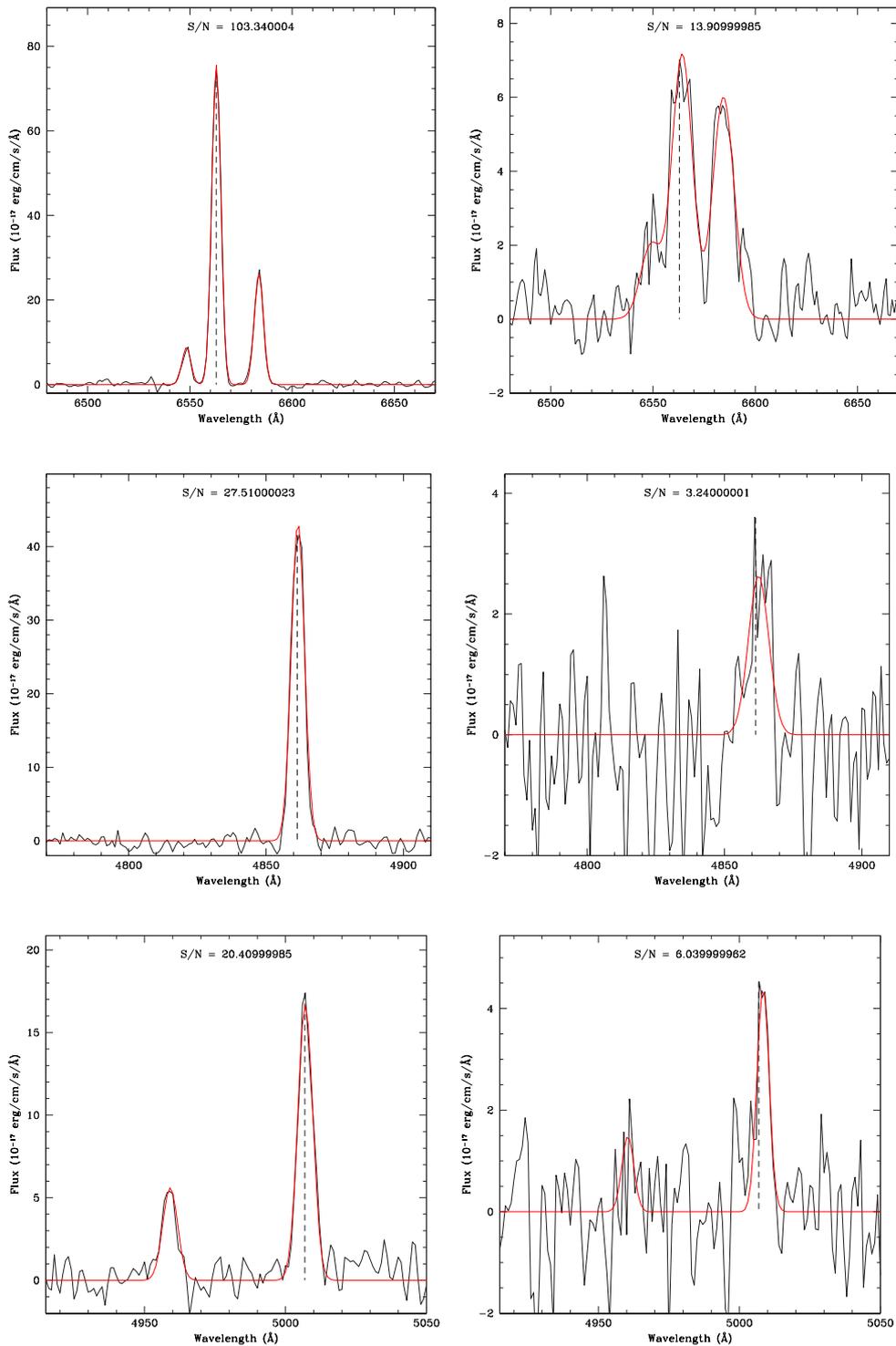


FIGURA 3.6 — Exemplos de ajustes de linhas de emissão nas regiões das linhas H $\alpha$  + [N II], H $\beta$  e [O III] $\lambda$ 4959, 5007. As linhas verticais tracejadas indicam o comprimento de onda de H $\alpha$ , H $\beta$  e [O III] $\lambda$ 5007 no referencial de repouso; também são mostrados os valores das razões  $S/N$  dessas linhas.

que define  $D(4000)$  de acordo com a expressão

$$D(4000) = \frac{(\lambda_2^- - \lambda_1^-) \int_{\lambda_1^+}^{\lambda_2^+} F_\nu d\lambda}{(\lambda_2^+ - \lambda_1^+) \int_{\lambda_1^-}^{\lambda_2^-} F_\nu d\lambda}, \quad (3.6)$$

onde  $(\lambda_1^-, \lambda_2^-, \lambda_1^+, \lambda_2^+)$  definem as bandas espectrais, à esquerda e à direita de 4000 Å, nas quais o fluxo  $F_\nu$  é integrado. Aqui adotamos bandas estreitas introduzidas por [Balogh et al. \(1999\)](#) para definir tal índice, com valores  $(\lambda_1^-, \lambda_2^-, \lambda_1^+, \lambda_2^+) = (3850, 3950, 4000, 4100)$  Å; este índice mais estreito será referido como  $D_n(4000)$ . Definido desta forma, este índice tende a ser menos sensível ao avermelhamento.

### 3.3 Descrição de outros parâmetros espectrais

#### 3.3.1 Extinção nebulosa

Quando analisamos espectros de galáxias com linhas de emissão, notamos que a razão entre as intensidades observadas das linhas da série Balmer geralmente não concordam com as predições teóricas. Em particular, a razão  $I(\text{H}\alpha)/I(\text{H}\beta)$  (ou simplesmente  $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$ ), chamada de “decremento Balmer”, é maior que o seu valor intrínseco  $I^0(\text{H}\alpha)/I^0(\text{H}\beta) \simeq 3$ .<sup>4</sup> Para demonstrar este efeito, na figura 3.7 mostramos a distribuição da razão  $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$  para uma amostra de galáxias com linhas de emissão; também é mostrado o valor teórico adotado neste trabalho,  $I^0(\text{H}\alpha)/I^0(\text{H}\beta) = 2,86$ .<sup>5</sup> A discrepância entre a teoria (assumindo o Caso B da recombinação) e as observações é atribuída à absorção pela poeira interestelar: como a fração de fótons absorvidos pelos grãos de poeira é proporcional à sua frequência, a fração de fótons emitidos em  $\text{H}\beta$  que são absorvidos pela poeira é maior que a fração de fótons absorvidos com comprimentos de onda de  $\text{H}\alpha$ . Portanto, no estudo de linhas de emissão presentes em espectros de galáxias, a extinção interestelar torna-se um parâmetro fundamental, frequentemente sendo necessária a aplicação de uma correção por este efeito aos valores observados.

Neste sentido, em análises espectrais envolvendo linhas em emissão, é comum o uso de uma função  $f(\lambda)$  para a extinção interestelar, tal que ela seja dada por  $10^{-C[1+f(\lambda)]}$ , onde  $f(\lambda)$  é geralmente normalizada com  $f(\lambda_\beta) = 0$  e  $\lambda_\beta$  é o comprimento de onda da linha de  $\text{H}\beta$ ;  $C(\lambda_\beta)$  é então a extinção logarítmica em  $\text{H}\beta$ . A função  $f(\lambda)$  é obtida a partir de leis

<sup>4</sup>Este valor é praticamente insensível às condições físicas do gás que emite as linhas, sendo 3,03 para um gás com temperatura de 5000 K, 2,86 para 10000 K e 2,74 para 20000 K ([Osterbrock 1989](#)).

<sup>5</sup>No caso de galáxias com núcleos ativos o valor teórico adotado é  $I^0(\text{H}\alpha)/I^0(\text{H}\beta) = 3,1$ .

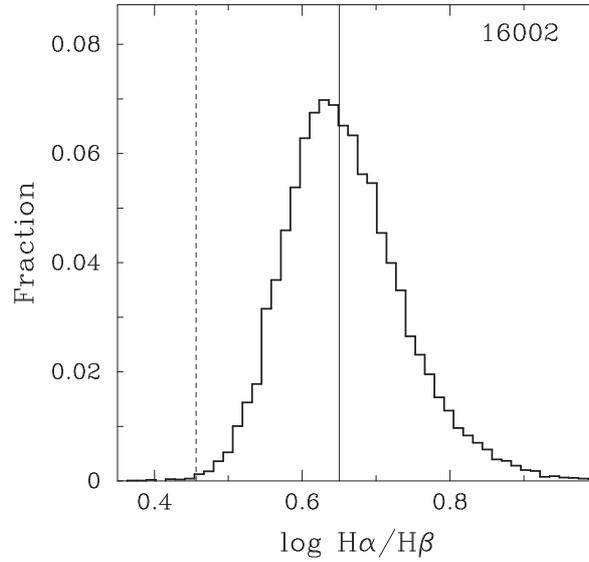


FIGURA 3.7 — Distribuição da razão  $H\alpha/H\beta$  de uma amostra de galáxias com linhas de emissão. A linha vertical tracejada indica o valor teórico para  $T_e = 10000$  K,  $I^0(H\alpha)/I^0(H\beta) = 2,86$ , enquanto a linha sólida indica o valor mediano da distribuição  $I(H\alpha)/I(H\beta) = 4,47$ .

de extinção interestelar através da equação (e.g. [Seaton 1979](#))

$$f(\lambda) = \frac{X(x)}{X_\beta} - 1 \quad (3.7)$$

onde  $X(x) = A_\lambda/E(B - V)$ , com  $A_\lambda$  sendo a extinção em magnitudes,  $E(B - V) = A_B - A_V$  é o excesso de cor ( $A_B$  e  $A_V$  são as extinções nos comprimentos de onda dos filtros  $B$  e  $V$ ); e  $x = 1/\lambda$ , com  $\lambda$  em microns.

Dessa forma, o excesso de cor  $E(B - V)$  de galáxias com linhas de emissão pode ser obtido através das razões de diferentes linhas de hidrogênio (principalmente  $H\alpha$  e  $H\beta$ ), de acordo com a equação

$$E(B - V)_{H\alpha/H\beta} = 2,5 \log \frac{I(H\alpha)/I(H\beta)}{I^0(H\alpha)/I^0(H\beta)} [X(\lambda_\alpha) - X(\lambda_\beta)]^{-1} \quad (3.8)$$

onde  $I(H\alpha)/I(H\beta)$  é a razão observada entre as intensidades das linhas de  $H\alpha$  e  $H\beta$ , e  $I^0(H\alpha)/I^0(H\beta)$  é a razão intrínseca dessas intensidades, como discutido acima. Também podemos escrever a extinção logarítmica em  $H\beta$  como

$$C(\lambda_\beta) = \frac{1}{f(\lambda_\beta) - f(\lambda_\alpha)} \log \frac{I(H\alpha)/I(H\beta)}{I^0(H\alpha)/I^0(H\beta)}, \quad (3.9)$$

ou seja,

$$C(\lambda_\beta) = 0,4 X_\beta E(B - V)_{H\alpha/H\beta}. \quad (3.10)$$

A extinção nebulosa, ou extinção de Balmer, parametrizada na banda  $V$ , pode ser obtida através da relação entre extinção e excesso de cor dada por  $A_V = R_V E(B - V)$ . Logo,

$$A_V^{\text{Balmer}} = \frac{2,5}{A(\lambda_\beta)/A_V - A(\lambda_\alpha)/A_V} \log \frac{I(\text{H}\alpha)/I(\text{H}\beta)}{I^0(\text{H}\alpha)/I^0(\text{H}\beta)}. \quad (3.11)$$

Considerando a lei de extinção interestelar de [Cardelli, Clayton & Mathis \(1989\)](#), descrita pelas Eq. 2.1–2.4, obtemos que a diferença  $A(\lambda_\beta)/A_V - A(\lambda_\alpha)/A_V = 0,346$ . Portanto, a extinção nebulosa é simplesmente obtida pela relação :

$$A_V^{\text{Balmer}} = 7,22 \log \frac{I(\text{H}\alpha)}{I(\text{H}\beta)} - 15,83, \quad (3.12)$$

onde adotamos o valor teórico  $I^0(\text{H}\alpha)/I^0(\text{H}\beta) = 2,86$  e  $R_V = 3,1$ .

### 3.3.2 Metalicidade nebulosa

A metalicidade do meio interestelar (ISM) de uma galáxia pode ser estimada através das intensidades das linhas de emissão presentes em seu espectro, provenientes de suas regiões H II (e.g. [Aller 1942](#); [Searle 1971](#)). A idéia por trás disso vem do fato que as intensidades de linhas devido a metais em relação àquelas devido ao hidrogênio, aumentam com a metalicidade. As principais linhas medidas com este intuito são a linha de  $\text{H}\beta$  e as linhas proibidas de  $[\text{O II}]\lambda 3727$ ,  $[\text{O III}]\lambda\lambda 4959, 5007$ ,  $[\text{N II}]\lambda 6584$  e  $[\text{S II}]\lambda\lambda 6716, 6731$ . As intensidades medidas destas linhas devem ser corrigidas de efeitos de avermelhamento e contaminação por absorção estelar, esta última tendo um efeito significativo na linha de  $\text{H}\beta$ . Em nosso caso, o problema causado pela absorção estelar adjacente é automaticamente sanado com a utilização dos espectros residuais para os ajustes das linhas.

Um parâmetro crítico na determinação observacional de abundâncias, ou metalicidades nebulares, a partir de linhas de emissão é a temperatura eletrônica ( $T_e$ ) nas regiões nebulares que produzem as linhas. Uma medida direta de  $T_e$  pode ser obtida a partir da razão entre a linha de alta excitação auroral  $[\text{O III}]\lambda 4363$  e linhas de baixa excitação em  $\lambda 4959$  e  $\lambda 5007$ . No entanto, para abundâncias relativamente altas, as temperaturas nebulares são muito baixas e a linha em  $\lambda 4363$  torna-se muito fraca para ser detectada. Um problema similar ocorre em regiões de abundâncias mais baixas, onde, apesar das altas temperaturas, há uma falta de átomos de oxigênio capazes de emitir, ocasionando o enfraquecimento de todas as linhas de  $[\text{O III}]$ . Considerando estas condições, a metalicidade nebulosa pode ser obtida através de um indicador empírico, geralmente calibrado pela abundância O/H, baseado em linhas de emissão intensas presentes nos espectros de galáxias.

A utilização de calibrações empíricas foi inicialmente proposta por [Alloin et al.](#)

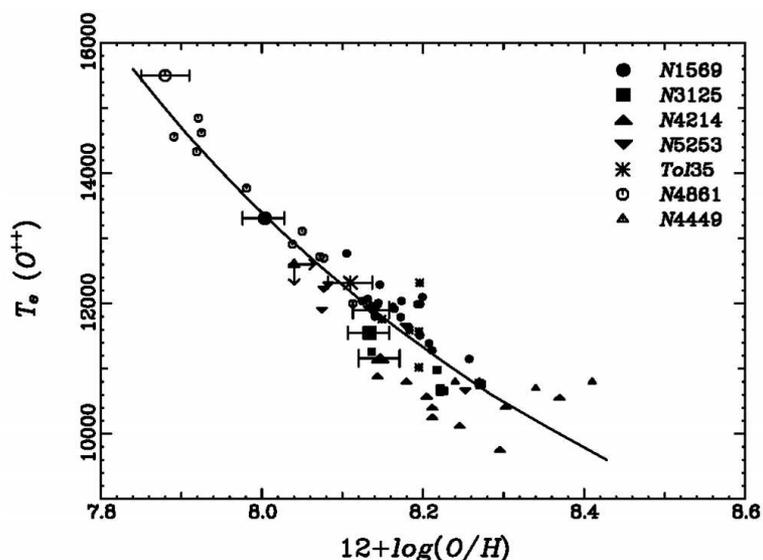


FIGURA 3.8 — Relação entre a temperatura eletrônica derivada da linha  $[O\ III]\lambda 4363$  e a abundância de galáxias pobres em metais; os símbolos menores correspondem às medidas de regiões H II individuais e os símbolos maiores são medidas globais. Extraído de [Kobulnicky, Kennicutt & Pizagno \(1999\)](#).

(1979) e [Pagel et al. \(1979\)](#). Estes últimos autores introduziram a razão de intensidades de linhas definida por

$$R_{23} \equiv \frac{I([O\ II]\lambda 3727) + I([O\ III]\lambda\lambda 4959, 5007)}{I(H\beta)}, \quad (3.13)$$

como um indicador de  $O/H$  em regiões H II. Estes autores notaram que a  $T_e$  medida, a abundância  $O/H$  e o parâmetro  $R_{23}$  são correlacionados. Isto ocorre devido à relação entre  $O/H$  e o esfriamento nebuloso: o esfriamento no gás ionizado é dominado pela emissão em linhas com  $\lambda$  na região do infravermelho, assim, à medida que  $O/H$  cresce, a nebulosa torna-se mais fria. Em decorrência disso, as linhas proibidas na região óptica do espectro, especialmente  $[O\ III]$ , tornam-se mais fracas com o aumento de  $O/H$ . Este efeito pode ser visto na figura 3.8 retirada de [Kobulnicky, Kennicutt & Pizagno \(1999\)](#) que mostra a relação entre a  $T_e$  derivada da linha  $[O\ III]\lambda 4363$  e a abundância  $O/H$  de galáxias pobres em metais.

Seguindo o trabalho de [Pagel et al. \(1979\)](#), existem na literatura diversas calibrações para a relação entre  $R_{23}$  e  $O/H$  ([Edmunds & Pagel 1984](#); [McGaugh 1991](#); [Zaritsky, Kennicutt & Huchra 1994](#); [Kobulnicky, Kennicutt & Pizagno 1999](#); [Pilyugin 2000](#); [Charlot & Longhetti 2001](#), para citar as mais importantes) que têm sido utilizadas intensivamente em estudos sobre o conteúdo químico de galáxias. Outros indicadores empíricos também são utilizados para estimar a metalicidade nebulosa de galáxias, principalmente envolvendo as razões de linhas  $[N\ II]\lambda 6584/H\alpha$  ([van Zee et al. 1998](#); [Denicoló, Terlevich & Terlevich 2002](#)),  $[O\ III]\lambda 5007/[N\ II]\lambda 6584$  ([Alloin et al.](#)

1979; Edmunds & Pagel 1984),  $[\text{N II}]\lambda 6584/[\text{O II}]\lambda 3727$  (Kewley & Dopita 2002) e  $([\text{S II}]\lambda\lambda 6716, 6731 + [\text{S III}]\lambda\lambda 9069, 9532)/\text{H}\beta$  (Díaz & Pérez-Montero 2000). Kewley & Dopita 2002 apresentam uma ótima revisão de calibrações envolvendo estes indicadores.

Neste trabalho adotaremos uma calibração da abundância O/H baseada no parâmetro  $R_{23}$  obtida por Tremonti et al. (2004). Diferentemente das calibrações empíricas usuais que são baseadas no ajuste da relação entre as razões de linhas e as metalicidades derivadas diretamente a partir da determinação de  $T_e$ , Tremonti et al. (2004) estimam a metalicidade estatisticamente através de ajustes simultâneos das principais linhas de emissão ([O II], H $\beta$ , [O III], H $\alpha$ , [N II], [S II]) com um modelo designado para a interpretação de espectros integrados de galáxias (Charlot & Longhetti 2001). Por sua vez, o modelo de Charlot & Longhetti (2001) é baseado em uma combinação de códigos de fotoionização (CLOUDY, Ferland et al. 1998) e síntese evolutiva de populações (Bruzual & Charlot 1993). A distribuição de metalicidades para uma amostra de galáxias do SDSS, obtidas por estes autores e parametrizada pelo parâmetro  $R_{23}$ , resultou na expressão

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 9,185 - 0,313x - 0,264x^2 - 0,321x^3, \quad (3.14)$$

onde  $x = \log(R_{23})$ , que será utilizada neste trabalho para a determinação da metalicidade nebular.

## 3.4 Algumas relações empíricas

Nesta seção apresentamos alguns resultados que demonstram a eficácia do método de síntese espectral na obtenção de parâmetros físicos realísticos a partir dos espectros de galáxias.

### 3.4.1 Metalicidade estelar e nebular

O método de síntese espectral adotado neste trabalho obtém estimativas robustas da metalicidade média associada ao conteúdo estelar de uma galáxia, representada por  $\langle Z_\star \rangle$ . Por outro lado, as análises das linhas de emissão de um espectro possibilitam a determinação da metalicidade associada ao conteúdo gasoso (regiões H II) de uma galáxia. Apesar destes dois tratamentos serem completamente distintos (por exemplo, na síntese espectral as linhas de emissão são ignoradas), estas duas propriedades associadas com o conteúdo químico de uma galáxia estão intrinsicamente relacionadas, já que a matéria ejetada por estrelas massivas é capaz de enriquecer o meio interestelar, enquanto as regiões H II estão intimamente ligadas com a formação estelar na galáxia. Portanto, as metalicidades derivadas do conteúdo estelar

e das regiões H II de galáxias devem apresentar algum tipo de relação.

De fato, na figura 3.9 mostramos a correlação entre a metalicidade estelar média ponderada por massa,  $\log\langle Z_{\star}\rangle_M$ , e a metalicidade nebular associada à abundância O/H (definida na seção 3.3.2) para dois conjuntos de galáxias com formação estelar extraídas da AMOSTRA 20K e AMOSTRA 50K. As estimativas são dadas em unidades solares.<sup>6</sup> A correlação é claramente notada para ambas as amostras, apesar do elevado grau de espalhamento; os coeficiente de correlação de Spearman<sup>7</sup> são  $r_S = 0,27$  e  $r_S = 0,50$ . Como esperado, galáxias com elevadas metalicidades estelares também possuem altos valores de abundância nebular de oxigênio. Note que para a AMOSTRA 20K a correlação é mais forte devido à inclusão de galáxias pouco luminosas (pobres em metais) na análise. O espalhamento observado nas relações é qualitativamente esperado devido a variações nas histórias de enriquecimento químico das diferentes galáxias mostradas nos diagramas. Ajustes robustos para as relações, baseados no método de minimização dos desvios absolutos (*medfit*; Press et al. 1992), possuem a seguinte forma :

$$\log\left(\frac{\text{O/H}}{0,00049}\right) = 0,25 + 0,28 \log\left(\frac{\langle Z_{\star}\rangle_M}{0,02}\right) \quad [\text{AMOSTRA 20K}] \quad (3.15)$$

$$\log\left(\frac{\text{O/H}}{0,00049}\right) = 0,28 + 0,17 \log\left(\frac{\langle Z_{\star}\rangle_M}{0,02}\right) \quad [\text{AMOSTRA 50K}] \quad (3.16)$$

Note que nestas expressões ambas metalicidades estelar e nebular são normalizadas pelo valor solar  $Z_{\odot} = 0,02$  e  $(\text{O/H})_{\odot} = 0,00049$ , respectivamente.

Como dito anteriormente, as metalicidades nebular e estelar são estimadas através de métodos completamente distintos e independentes. Dessa forma, as correlações mostradas na figura 3.9 representam uma validação empírica da metalicidade estelar derivada do método de síntese espectral. A possibilidade de obter metalicidades estelares para um conjunto tão grande de galáxias é um dos maiores sucessos do método utilizado neste trabalho.

### 3.4.2 Extinção estelar e nebular

A extinção estelar na banda  $V$  é um dos produtos da aplicação do código STARLIGHT aos espectros das galáxias de nossas amostras. No entanto, um método mais tradicional para a determinação da extinção de galáxias consiste na comparação do valor observado da razão  $H\alpha/H\beta$  com o valor teórico, tal como descrito na seção 3.3.1. A

<sup>6</sup>A abundância solar adotada neste trabalho é  $12 + \log(\text{O/H})_{\odot} = 8,69$  (Allende Prieto, Lambert & Asplund 2001).

<sup>7</sup>Ao longo deste trabalho utilizaremos o coeficiente não-paramétrico de Spearman para quantificar as correlação entre dois parâmetros.

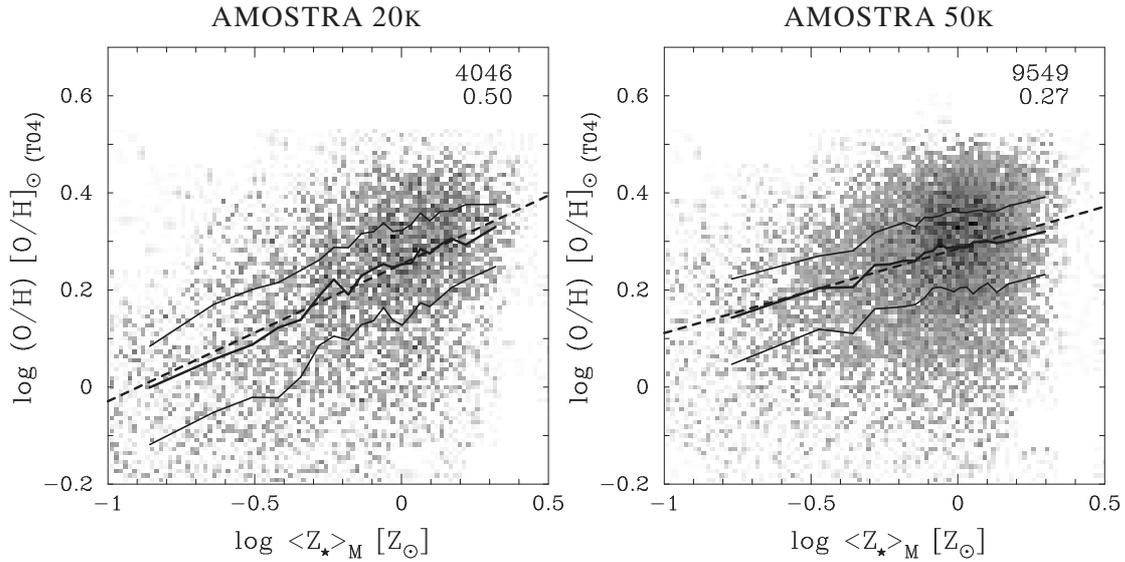


FIGURA 3.9 — Abundância nebular de oxigênio em função da metalicidade estelar ponderada por massa, ambas em unidades solares, para galáxias com formação estelar normal das amostras utilizadas neste trabalho. Em cada painel, os valores medianos e quartis em intervalos contendo o mesmo número de objetos são mostrados como linhas sólidas. Linhas tracejadas são ajustes robustos para as relações. Nesta e em outras figuras deste trabalho, a escala de cinza reflete a densidade de objetos em cada pixel; regiões mais escuras possuem uma concentração maior de galáxias.

extinção nebular,  $A_V^{\text{Balmer}}$ , é então simplesmente obtida através da equação 3.12. Note que esta estimativa de extinção, baseada em linhas de emissão, é completamente distinta e independente da extinção estelar obtida pelo método de síntese espectral.

Na figura 3.10 apresentamos uma comparação entre as extinções estelar ( $A_V^*$ ) e nebular ( $A_V^{\text{Balmer}}$ ). Apesar dos métodos distintos para determinação destes parâmetros, nossos resultados mostram que eles estão intimamente relacionados, com coeficientes  $r_S = 0,51$  e  $r_S = 0,56$  para a AMOSTRA 50k e AMOSTRA 20k, respectivamente. Ajustes robustos para as relações, baseado no método de bisetor de mínimos quadrados (Isobe et al. 1990), são dados por

$$A_V^{\text{Balmer}} = 0,51 + 2,30A_V^* \quad [\text{AMOSTRA 20k}] \quad (3.17)$$

$$A_V^{\text{Balmer}} = 0,66 + 2,30A_V^* \quad [\text{AMOSTRA 50k}] \quad (3.18)$$

Cabe ressaltar que os coeficientes angulares destas relações indicam que os fótons produzidos em regiões H II sofrem duas vezes mais extinção que os fótons associados ao conteúdo estelar. Esta “extinção diferencial” está de acordo, qualitativa e quantitativamente, com resultados de estudos empíricos (Fanelli, O’Connell & Thuan 1988; Calzetti, Kinney & Storchi-Bergmann 1994; Gordon, Calzetti & Witt 1997; Mas-Hesse & Kunth 1999). O cenário proposto para explicar essa diferença é que as estrelas quentes responsáveis pela

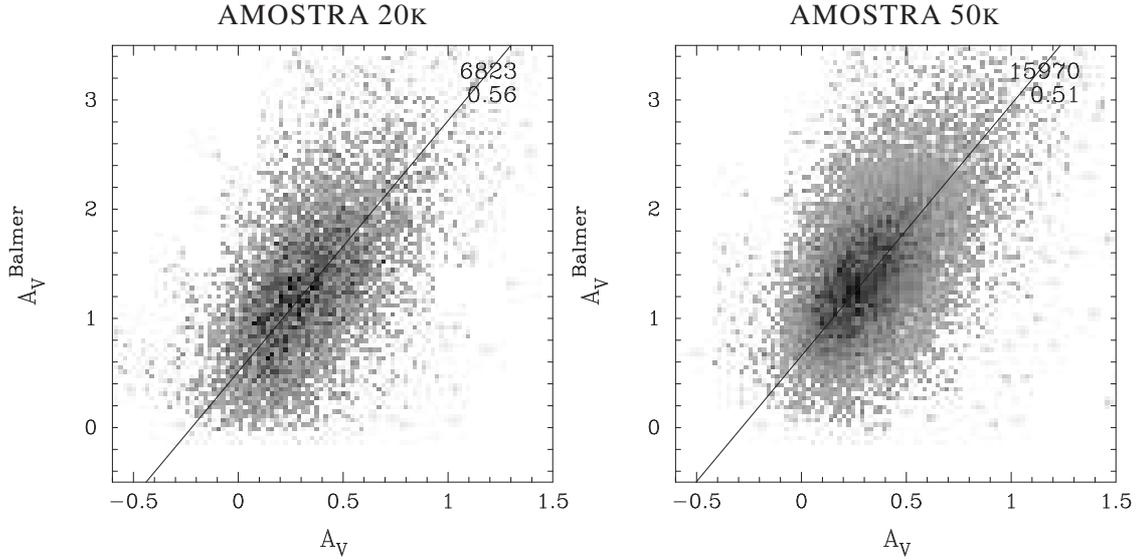


FIGURA 3.10 — Relação entre extinção nebulosa ( $A_V^{\text{Balmer}}$ ) e estelar ( $A_V^*$ ) para galáxias com formação estelar normal em nossas amostras. As linhas sólidas são ajustes robustos para cada relação.

ionização do gás, e por conseguinte pela emissão nebulosa, localizam-se nas proximidades de regiões com mais poeira, enquanto estrelas mais frias, que contribuem significativamente para o contínuo, estão em regiões com pouca poeira. Dessa forma, devido a esta dependência da distribuição geométrica da poeira e das estrelas, a extinção afeta principalmente a emissão nebulosa e possui menor influência sobre o contínuo estelar.

### 3.4.3 Relações com a idade estelar média

A largura equivalente da linha de  $H\alpha$  está relacionada com a razão entre a atividade de formação estelar recente (ocorrida menos que  $\sim 10^7$  anos atrás) e a formação estelar integrada ao longo da história de uma galáxia (e.g. Kennicutt 1998). Dessa forma, espera-se que ela seja menor para galáxias com populações estelares mais velhas. Na figura 3.11a mostramos a relação entre  $EW(H\alpha)$  e a idade estelar média ponderada por fluxo obtida pela síntese espectral. Uma anti-correlação ( $r_s = -0,60$  para a AMOSTRA 50k) é bastante evidente. A partir desta figura obtemos uma relação empírica que pode ser usada para estimar  $\langle \log t_* \rangle_L$  de galáxias com formação estelar através de medidas de  $EW(H\alpha)$  :

$$\langle \log t_* \rangle_L = 10,65 - 1,48 \log EW(H\alpha) \quad [\text{AMOSTRA 20k}] \quad (3.19)$$

$$\langle \log t_* \rangle_L = 10,74 - 1,47 \log EW(H\alpha) \quad [\text{AMOSTRA 50k}] \quad (3.20)$$

para  $t_*$  em anos e  $EW(H\alpha)$  em  $\text{\AA}$ . Novamente, é interessante ressaltar que estas duas quantidades são obtidas de forma independente, visto que na síntese espectral utilizada neste

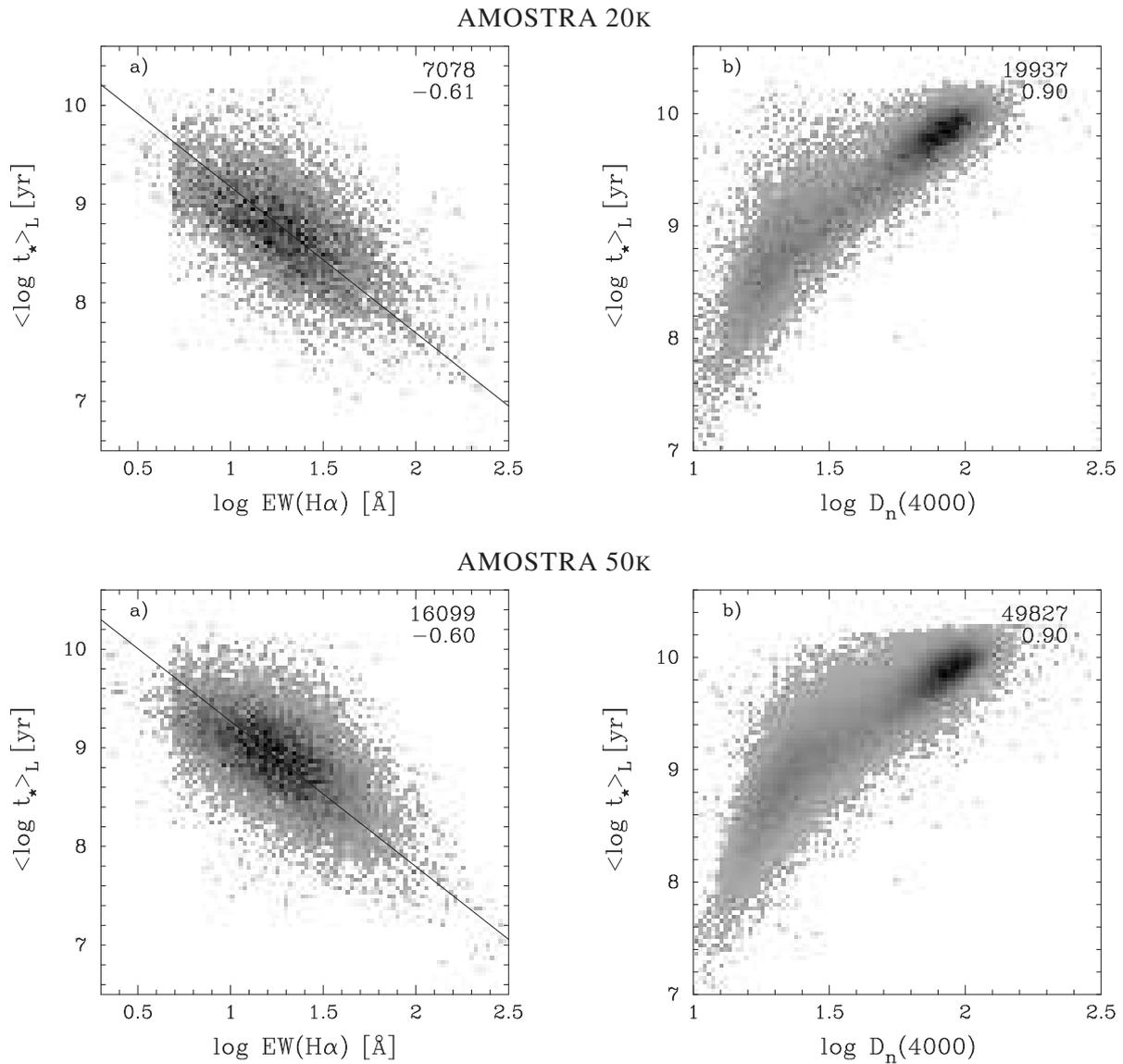


FIGURA 3.11 — (a) Largura equivalente de  $\text{H}\alpha$  em função da idade estelar média ponderada por fluxo para galáxias normais com linhas de emissão em nossas amostras. (b) Relação entre o índice  $D_n(4000)$  e a idade estelar média ponderada por fluxo. Linhas sólidas são ajustes robustos para as relações.

trabalho as linhas de emissão são descartadas.

Outra quantidade que é considerada um excelente indicador de idade, inclusive para galáxias sem linhas de emissão, é a quebra em 4000 Å, discutida na seção 3.2.2. A relação entre  $\langle \log t_* \rangle_L$  e  $D_n(4000)$  é mostrada na figura 3.11b. A correlação é bastante significativa ( $r_S = 0.90$ ), mostrando que de fato o índice  $D_n(4000)$  pode ser utilizado para estimar de forma empírica idades estelares médias de galáxias, apesar de sua dependência com a metalicidade para populações estelares velhas (idades maiores que 1 Gyr, conforme mostrado por [Kauffmann et al. 2003a](#)).

## 3.5 Sumário

Neste capítulo, apresentamos o método de síntese espectral e sua aplicação aos dados espectrais obtidos pelo SDSS. Uma fração do arsenal de parâmetros obtidos pela aplicação do código STARLIGHT a estes dados será utilizada nos próximos capítulos para caracterizar as populações estelares de galáxias. Em particular, o espectro residual obtido pela subtração do espectro sintético a partir do observado, possibilitará o estudo de galáxias com linhas de emissão feita no próximo capítulo de uma forma mais eficiente e livre das incertezas provocadas pela definição do contínuo e perfis de absorção.



## Capítulo 4

---

# Classificação espectral de galáxias

*We hope that the resulting classification system...  
...will allow better intercomparison of the different types of emission-line objects,  
and the easier recognition of the most unusual of these objects.*  
J. A. Baldwin, M. M. Phillips & R. Terlevich (1981)

Espectros integrados de galáxias são uma ferramenta útil para a investigação das propriedades galácticas, principalmente aquelas relativas ao seu conteúdo e formação estelar. Por exemplo, sinais de eventos de formação estelar ocorridos há cerca de 2 bilhões de anos atrás são facilmente percebidos a partir de certas características espectrais, enquanto eles são praticamente indetectáveis em dados puramente fotométricos.

A presença de linhas de emissão nos espectros de galáxias constituem uma das principais fontes de informação acerca de suas propriedades, por exemplo a determinação clássica de *redshifts*. A estimativa da taxa de formação estelar, da absorção interestelar por poeira e da metalicidade de suas regiões nebulares, são algumas das quantidades físicas obtidas através de análises de linhas de emissão em galáxias.

Uma das vantagens da utilização da síntese espectral discutida no capítulo anterior é a obtenção de um espectro residual sem os perfis de absorção e o contínuo estelar, que favorece sobretudo a análise de galáxias com linhas de emissão. Neste capítulo, concentraremos nossa atenção sobre a classificação espectral deste tipo de objeto, especialmente na análise de diagramas de diagnóstico popularmente empregados para distinguir galáxias com linhas de emissão.

## 4.1 Introdução

Uma importante fração das galáxias observadas no universo local possuem linhas de emissão em seus espectros. De uma forma geral, galáxias com estas características são agrupadas em duas classes diferenciadas de acordo com o mecanismo pelo qual as linhas são produzidas. A primeira é composta por galáxias com formação estelar intensa, povoadas por regiões H II nas quais o gás é fotoionizado por estrelas jovens e quentes, de tipos espectrais O e B, resultando nas intensas linhas de emissão presentes em seus espectros. Dentre esta classe de galáxias podemos distinguir as “galáxias (anãs) com espectros de regiões H II gigantes” (French 1980), também conhecidas como galáxias H II, que são dominadas por um surto de formação estelar (*starburst*) e possuem baixa metalicidade. As galáxias mais luminosas desta classe, que possuem as linhas de emissão mais intensas, são chamadas galáxias *starburst* (Weedman et al. 1981; Balzano 1983).

A segunda classe de galáxias com linhas de emissão é formada por objetos com núcleos ativos (AGN), os quais são responsáveis pela fotoionização do gás que emite as

linhas. Nestas galáxias, a emissão nuclear tem origem não-térmica e domina o espectro. De acordo com o modelo unificado de AGNs (e.g. [Antonucci 1993](#)), galáxias nesta classe podem ser classificadas em duas categorias que dependem da posição do observador em relação à região central emissora. Se a região central é observada diretamente, o espectro resultante será dominado por linhas largas, característica que é associada a AGNs do “tipo 1”. Um exemplo típico de objetos pertencentes a esta categoria de AGNs são galáxias Seyfert 1. Por outro lado, se a região observada é obscurecida pela poeira do meio circundante, linhas estreitas e intensas são observadas no espectro devido à fotoionização do gás pela radiação da fonte central que não é totalmente absorvida; AGNs com linhas estreitas são do “tipo 2”. Exemplos destes objetos são galáxias Seyfert 2 e *low-ionization nuclear emission-line regions* (LINERs; [Heckman 1980](#)).

Os AGNs geram um campo de radiação muito mais “duro” que aquele produzido pelas estrelas massivas em regiões H II de galáxias normais, portanto, para um dado parâmetro de excitação definido pela razão  $[O III]/H\beta$  ou  $[O III]/[O II]$ , galáxias com núcleos ativos apresentarão valores elevados para algumas razões de intensidades como  $[N II]/H\alpha$ ,  $[S II]/H\alpha$  ou  $[O I]/H\alpha$ .<sup>1</sup> As linhas de  $[N II]$ ,  $[S II]$  e  $[O I]$  são formadas preferencialmente em regiões de hidrogênio parcialmente ionizado. Estas regiões são bastante extensas em objetos fotoionizados por um espectro contendo uma grande fração de fótons energéticos (como aqueles produzidos por AGNs), mas praticamente não existem em galáxias fotoionizadas por estrelas OB. Esta é a diferença física básica que distingue uma galáxia com AGN de uma galáxia H II.

Suportados por este fundamento, [Baldwin, Phillips & Terlevich \(1981\)](#) demonstraram que é possível distinguir as galáxias com linhas de emissão nas classes discutidas acima com o uso de dois pares de razões de linhas relativamente intensas e relativamente próximas em comprimento de onda, presentes no espectro óptico de uma galáxia ou região H II. Os diagramas de diagnóstico de linhas de emissão propostos por estes autores e posteriormente discutidos por [Veilleux & Osterbrock \(1987\)](#), tornaram-se a ferramenta padrão para classificar galáxias com linhas de emissão no universo local e têm sido utilizados como base para inúmeros trabalhos (e.g. [Kewley et al. 2001](#); [Kauffmann et al. 2003c](#); [Stasińska et al. 2006](#)).

Um dos aspectos favoráveis do método de síntese espectral discutido neste trabalho (ver seção 3.1) é o excelente ajuste do contínuo e dos perfis de absorção estelar (principalmente nas linhas de hidrogênio e hélio) que possibilita a determinação de um espectro residual para medida de linhas de emissão puras (conforme discutido na seção 3.2.1). Neste capítulo, utilizaremos esta vantagem para analisar os diagramas de

<sup>1</sup>Aqui,  $[O II]$ ,  $[O III]$ ,  $[O I]$ ,  $[N II]$  e  $[S II]$  representam  $[O II]\lambda 3727$ ,  $[O III]\lambda 5007$ ,  $[O I]\lambda 6300$ ,  $[N II]\lambda 6584$  e  $[S II]\lambda\lambda 6716, 6731$ , respectivamente.

diagnóstico convencionais utilizados na classificação espectral de galáxias, além de outros úteis diagramas que envolvem razões de linhas mais fracas (tal como linhas de baixa ionização, essencialmente  $[O\text{ I}]\lambda 6300$  e  $[S\text{ II}]\lambda\lambda 6716, 6731$ ). Nosso ponto de partida será o diagrama clássico proposto por [Baldwin, Phillips & Terlevich \(1981\)](#) formado pelas razões de linhas  $[O\text{ III}]\lambda 5007/H\beta$  e  $[N\text{ II}]\lambda 6584/H\alpha$ .

## 4.2 Diagramas de diagnóstico

Os diagramas de diagnóstico frequentemente utilizados na classificação espectral de galáxias são formados por razões de intensidades de linhas presentes nos espectros. Alguns critérios são considerados para a definição destas razões ([Baldwin, Phillips & Terlevich 1981](#); [Veilleux & Osterbrock 1987](#)). Em geral, são utilizadas as linhas mais intensas observadas na região óptica do espectro de uma galáxia. Além disso, a separação entre as linhas ( $\Delta\lambda$ ) deve ser relativamente pequena para que as razões sejam insensíveis aos efeitos de avermelhamento e calibração de fluxo. A utilização de razões entre linhas proibidas de diferentes elementos também deve ser evitada pois elas são mais sensíveis à abundância dos elementos (ou metalicidade). Neste caso, é preferível a utilização de razões envolvendo uma linha proibida e uma linha de H I ( $H\alpha$  ou  $H\beta$ ).

Considerando estes critérios, [Veilleux & Osterbrock \(1987\)](#) propuseram o uso dos diagramas compostos pelas seguintes razões de linhas :  $[O\text{ III}]\lambda 5007/H\beta$ ,  $[N\text{ II}]\lambda 6584/H\alpha$  e  $[S\text{ II}]\lambda\lambda 6716, 6731/H\alpha$ . Outra razão de linhas importante é  $[O\text{ I}]\lambda 6300/H\alpha$ . Apesar da baixa intensidade do  $[O\text{ I}]$  em regiões H II, esta razão é um excelente discriminante entre fotoionização por espectro de potência ou por estrelas OB. Além destas razões, também consideraremos o parâmetro de excitação  $[O\text{ II}]\lambda 3727/[O\text{ III}]\lambda 5007$  utilizado por [Baldwin, Phillips & Terlevich \(1981\)](#) e [Heckman \(1980\)](#) na classificação espectral de galáxias, apesar do grande intervalo de comprimentos de onda entre as linhas e sua susceptibilidade a efeitos de avermelhamento.

Nesta seção, investigaremos as potencialidades de alguns diagramas de diagnóstico para classificar galáxias com linhas de emissão. Como pretendemos fazer uma análise empírica destes diagramas, ignoraremos a correção pelos efeitos da extinção baseada na razão  $H\alpha/H\beta$ . Estes efeitos serão investigados na seção 4.2.5.

### 4.2.1 O clássico : $[O\text{ III}]/H\beta$ versus $[N\text{ II}]/H\alpha$

O diagrama de diagnóstico formado pelas razões de linhas  $[O\text{ III}]\lambda 5007/H\beta$  versus  $[N\text{ II}]\lambda 6584/H\alpha$  foi originalmente proposto por [Baldwin, Phillips & Terlevich \(1981\)](#)

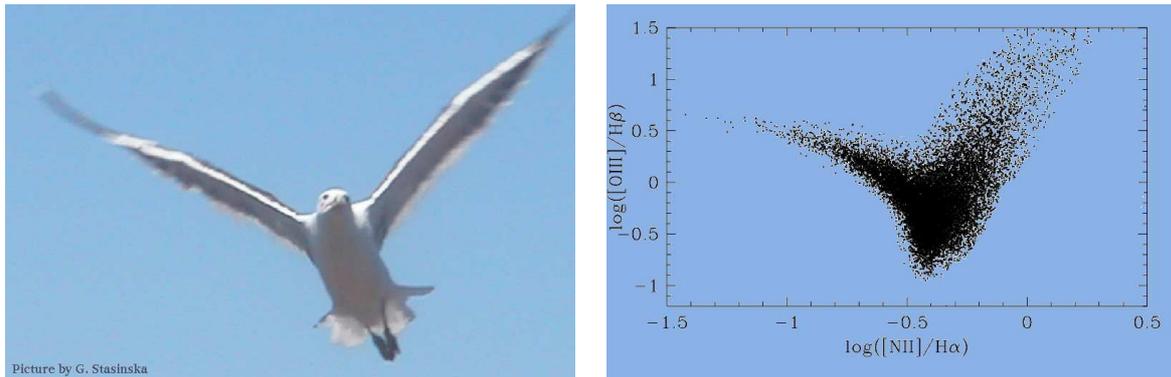


FIGURA 4.1 — Figura ilustrativa. Esquerda : uma gaivota. Direita : diagrama BPT para cerca de 20 mil galáxias do SDSS.

e posteriormente investigado por [Veilleux & Osterbrock \(1987\)](#); daqui em diante este diagrama será referido simplesmente por “diagrama BPT”. Na sua origem, este diagrama foi construído com base em dados para regiões H II gigantes (localizadas em galáxias espirais), nebulosas planetárias e núcleos ativos de galáxias conhecidos na época (essencialmente Seyfert 2 e LINERs).

Com o advento do SDSS, o diagrama BPT formado pelos dados de dezenas a centenas de milhares de objetos mostrou duas seqüências distintas de galáxias, com a forma das asas de uma gaivota, tal como ilustrado na figura 4.1. A asa esquerda, composta por galáxias com formação estelar normal, já era bem definida desde o trabalho original de [Baldwin, Phillips & Terlevich \(1981\)](#) e a seqüência observada corresponde a uma variação na metalicidade das regiões H II que emitem as linhas (e.g. [Dopita & Evans 1986](#)). No entanto, a asa direita foi notada somente recentemente com a análise dos dados do SDSS e corresponde a uma seqüência de galáxias com núcleos ativos (e.g. [Kauffmann et al. 2003c](#)). Modelos de fotoionização mostram que galáxias nesta asa não podem ser ionizadas apenas por estrelas massivas ; uma fonte adicional é necessária para explicar as razões de linhas observadas (e.g. [Kewley et al. 2001](#)).

Diagramas BPT para nossas amostras são mostrados na figura 4.2. Note que as intensidades das linhas não são corrigidas da extinção. De fato, as razões de linhas utilizadas neste diagrama são praticamente insensíveis a efeitos do avermelhamento, de modo que podemos considerar tal correção irrelevante neste caso. Uma galáxia presente no diagrama BPT possui as linhas de  $[O III]\lambda 5007$ ,  $H\beta$ ,  $[N II]\lambda 6584$  e  $H\alpha$  detectadas com  $S/N$  maior que 3. Este limite resulta em 8622 e 23048 galáxias para a AMOSTRA 20K e AMOSTRA 50K, respectivamente. Na figura 4.2 também mostramos as linhas divisórias definidas por [Kewley et al. \(2001\)](#) (linhas tracejadas) e [Kauffmann et al. \(2003c\)](#) (linhas sólidas) para distinguir galáxias com formação estelar normal de galáxias contendo núcleos ativos.

Kewley et al. (2001) utilizaram uma combinação de modelos de fotoionização e de síntese de populações para definir uma curva teórica que impõe um limite para a fonte do espectro de emissão ser devido primariamente à presença de um núcleo ativo. Por outro lado, após uma análise dos dados do SDSS, Kauffmann et al. (2003c) propuseram uma curva empírica que distingue objetos com espectros típicos de galáxias com formação estelar normal daqueles contaminados por emissão nuclear não-térmica. Neste trabalho, adotaremos esta curva empírica para definir a classe de galáxias com formação estelar e a classe de galáxias com núcleos ativos. Também utilizaremos a curva teórica de Kewley et al. (2001) para distinguir as galáxias com AGNs em dois grupos distintos.

Recentemente, utilizamos uma outra abordagem para distinguir galáxias com formação estelar normal e galáxias com núcleos ativos a partir dos diagramas de diagnóstico. Em Stasińska et al. (2006), utilizamos uma série de modelos de fotoionização usando como *input* a distribuição de energia espectral obtida de modelos de síntese evolutiva de populações estelares. Com base nestes modelos, propomos uma nova linha divisória para distinguir galáxias com núcleos ativos de galáxias com formação estelar convencional a partir do diagrama BPT, dada por

$$y = (-30,787 + 1,1358x + 0,27297x^2) \tanh(5,7409x) - 31,093 \quad (4.1)$$

onde  $y = \log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$  e  $x = \log([\text{N II}]/\text{H}\alpha)$ . Esta curva é de fato bem próxima da obtida empiricamente por Kauffmann et al. (2003c), como pode ser notado na figura 4.2 (linhas pontilhadas). Encontramos que a curva definida por Kauffmann et al. inclui na classe de galáxias com formação estelar os objetos com núcleos ativos que contribuem cerca de 3% para a emissão em  $\text{H}\beta$ . Dessa forma, dependendo do problema a ser tratado, pode-se escolher entre a curva empírica definida por Kauffmann et al. e a curva definida pela equação 4.1.

### 4.2.2 Definição das classes espectrais

Utilizaremos o diagrama BPT para definir as classes espectrais que investigaremos no decorrer deste capítulo. Estas classes servirão como referência para a análise dos diagramas de diagnóstico analisados nas próximas seções, bem como em análises sobre a bimodalidade da população de galáxias e efeitos ambientais sobre as propriedades físicas de galáxias, que serão discutidas nos próximos capítulos.

A primeira classe espectral definida através do diagrama BPT é aquela composta por galáxias com formação estelar normal (*star-forming*), daqui em diante referidas simplesmente como galáxias SF, que povoam a asa esquerda do diagrama e localizam-se abaixo da curva empírica proposta por Kauffmann et al. (2003c). Estes objetos apresentam uma significativa atividade de formação estelar (mais de 99% possuem  $EW(\text{H}\alpha) > 5$ ).

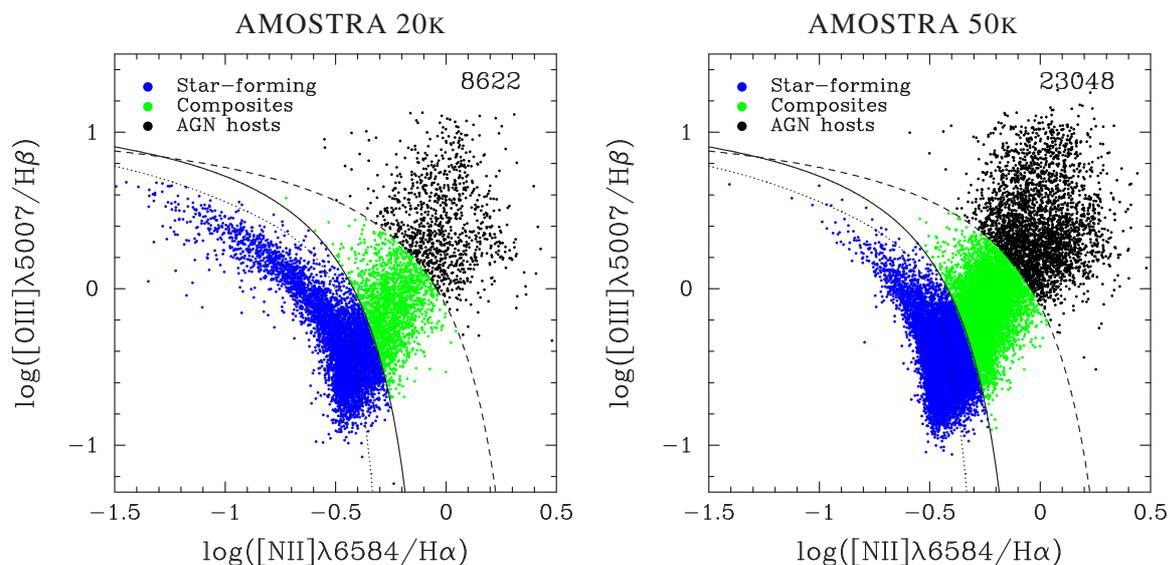


FIGURA 4.2 — Diagrama BPT para galáxias com linhas de emissão medidas com  $S/N > 3$ , para as duas amostras analisadas neste trabalho. Em cada painel, a linha sólida indica a separação empírica entre *star-forming* e AGNs definida por [Kauffmann et al. \(2003c\)](#), enquanto a linha tracejada indica o limite teórico para a emissão devida somente a AGNs dada por [Kewley et al. \(2001\)](#); a linha pontilhada representa uma nova curva divisória definida por [Stasińska et al. \(2006\)](#).

É interessante notar que a definição da amostra limitada em volume com o limite  $M_r < -20,5$ , resulta num corte na asa esquerda extrema do diagrama para a AMOSTRA 50k, correspondendo a  $[N II]/H\alpha \lesssim -1$ , que contém galáxias com baixa metalicidade (em geral galáxias H II) e elevado grau de formação estelar (e portanto  $H\alpha$  mais intenso). Uma considerável fração destes objetos é facilmente notada no mesmo diagrama para a AMOSTRA 20k.

Outra classe espectral de galáxias definida com o auxílio do diagrama BPT é formada por galáxias com núcleos ativos (AGN *hosts*), que povoam a asa direita do diagrama. Em geral, estes objetos são tradicionalmente classificados em três grupos distintos : galáxias Seyfert 2, LINERs e objetos de “transição” ou “compostos”. Em geral, estas distinções são feitas através do valor  $[O III]/H\beta > 3$ , que geralmente define as galáxias com núcleos típicos de Seyfert 2.

Seguindo esta tradição, dividimos as galáxias com núcleos ativos em três classes espectrais : galáxias com espectros característicos de Seyfert 2 (referidas simplesmente como galáxias AGN), galáxias com espectros de LINERs ou núcleos ativos de baixa luminosidade (LLAGN) e galáxias com espectros intermediários ou compostos (*composites*). Aqui adotamos a curva teórica proposta por [Kewley et al. \(2001\)](#) (mostrada nos diagramas da figura 4.2 como linhas tracejadas) para separar as galáxias com núcleos ativos entre galáxias tipo Seyfert 2 (galáxias AGN) e galáxias intermediárias (ou compostas). Os objetos acima da curva possuem a maior parte da emissão nebulosa devida ao núcleo ativo e são definidos

como galáxias AGN. Os objetos localizados entre a curva empírica definida por [Kauffmann et al. \(2003c\)](#) (linhas sólidas na figura 4.2) e a curva teórica constituem uma população de galáxias intermediária nas quais uma significativa fração da luminosidade em  $H\alpha$  é devida à presença do núcleo ativo. Estes objetos são definidos como “galáxias compostas” (C). Por exemplo, [Brinchmann et al. \(2004\)](#) estimou que cerca de 11% da densidade de luminosidade em  $H\alpha$  observada nestes objetos vem de um núcleo ativo; no caso do  $[O III]\lambda 5007$ , esta fração aumenta para 41%. Além disso, estes objetos tendem a ser mais jovens que galáxias AGN, visto que possuem populações estelares jovens que contribuem para o restante da luminosidade observada em  $H\alpha$ .

Além dos objetos que são classificados diretamente a partir do diagrama BPT (galáxias SF, AGN e C), também podemos classificar aqueles que não aparecem no diagrama, visto que não possuem as linhas  $[O III]\lambda 5007$ ,  $H\beta$ ,  $[N II]\lambda 6584$  e  $H\alpha$  detectadas com  $S/N$  maior que 3. Por exemplo, galáxias que possuem núcleos ativos também podem ser identificadas se tiverem apenas as linhas de  $H\alpha$  e  $[N II]\lambda 6584$  detectadas com alto  $S/N$  (e.g. [Coziol et al. 1998](#); [Miller et al. 2003](#)). Estes objetos foram selecionados através do limite  $\log([N II]/H\alpha) > -0,2$  e classificados entre galáxias AGN e galáxias com núcleos ativos de baixa luminosidade, referidas por LLAGN. Esta distinção foi feita baseada num diagrama adicional proposto por [Coziol et al. \(1998\)](#),  $\log EW([N II])$  versus  $\log([N II]/H\alpha)$ , para separar galáxias entre SF, AGN e LLAGN (veja também [Miller et al. 2003](#)). Objetos localizados acima da curva parametrizada por

$$\log EW([N II]) = \frac{-0,65}{\log([N II]/H\alpha) + 0,88} + 1,22 \quad (4.2)$$

são classificadas como galáxias AGN e os objetos abaixo da curva são classificados como galáxias LLAGN.

Galáxias sem evidências de formação estelar significativa, cujos espectros não apresentam as linhas de  $H\alpha$  e  $H\beta$  são classificadas como galáxias passivas, daqui em diante referidas como galáxias P. Estes objetos constituem uma classe espectral oposta àquela formada por galáxias SF no sentido que não apresentam formação estelar significativa e tendem a estar associadas com tipos morfológicos de elípticas e lenticulares. Entretanto, note que com esta definição não incluímos na classe de galáxias passivas a fração de elípticas que apresentam sinais de atividade de formação estelar discutidas, por exemplo, por [Nakamura et al. \(2004\)](#) e [Fukugita et al. \(2004\)](#).

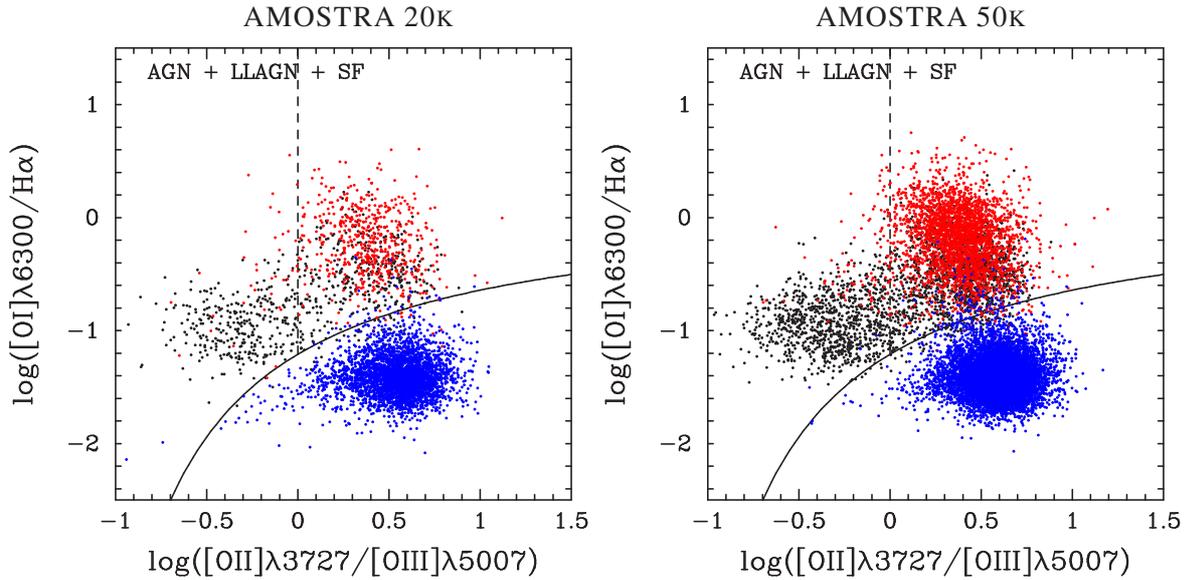


FIGURA 4.3 — Diagrama de diagnóstico formado pelas razões  $[O I]\lambda 6300/H\alpha$  versus  $[O II]\lambda 3727/[O III]\lambda 5007$ , para as classes espectrais de galáxias SF (azul), AGN (preto) e LLAGN (vermelho). As linhas sólidas correspondem a curvas divisórias empíricas entre galáxias SF (abaixo das linhas) e galáxias com núcleos ativos (acima das linhas). Linhas tracejadas dividem estes últimos objetos entre galáxias AGN e galáxias LLAGN.

### 4.2.3 Diagramas envolvendo a razão $[O II]/[O III]$

O parâmetro de excitação definido pela razão de intensidades das linhas de oxigênio  $[O II]\lambda 3727$  e  $[O III]\lambda 5007$  foi inicialmente sugerido por [Baldwin, Phillips & Terlevich \(1981\)](#) para classificar espectros com linhas de emissão, apesar do grande intervalo de comprimento de onda entre as linhas e a dependência com o avermelhamento. Utilizaremos este parâmetro juntamente com outras razões envolvendo linhas de baixa ionização ( $[O I]\lambda 6300$ ,  $[N II]\lambda 6584$  e  $[S II]\lambda\lambda 6716, 6731$ ) e a linha de  $H\alpha$ , para explorar as qualidades de outros diagramas de diagnóstico.

Nas figuras 4.3, 4.4 e 4.5 mostramos as razões de linhas  $[O I]\lambda 6300/H\alpha$ ,  $[N II]\lambda 6584/H\alpha$  e  $[S II]\lambda\lambda 6716, 6731/H\alpha$ , como função do parâmetro de excitação  $[O II]\lambda 3727/[O III]\lambda 5007$ . Para uma melhor visualização, nestes diagramas mostramos apenas as galáxias SF, AGN e LLAGN. As galáxias C ocupam uma posição intermediária entre galáxias AGN e LLAGN.

O diagrama formado pelas razões  $[O I]/H\alpha$  versus  $[O II]/[O III]$  foi definido por [Baldwin, Phillips & Terlevich \(1981\)](#) como sendo a melhor escolha para separar espectros com linhas de emissão de acordo com os mecanismos de excitação responsáveis pela produção das linhas. Na figura 4.3 confirmamos esta tendência. Obtemos uma clara distinção entre as classes espectrais consideradas no diagrama, especialmente em relação à divisão

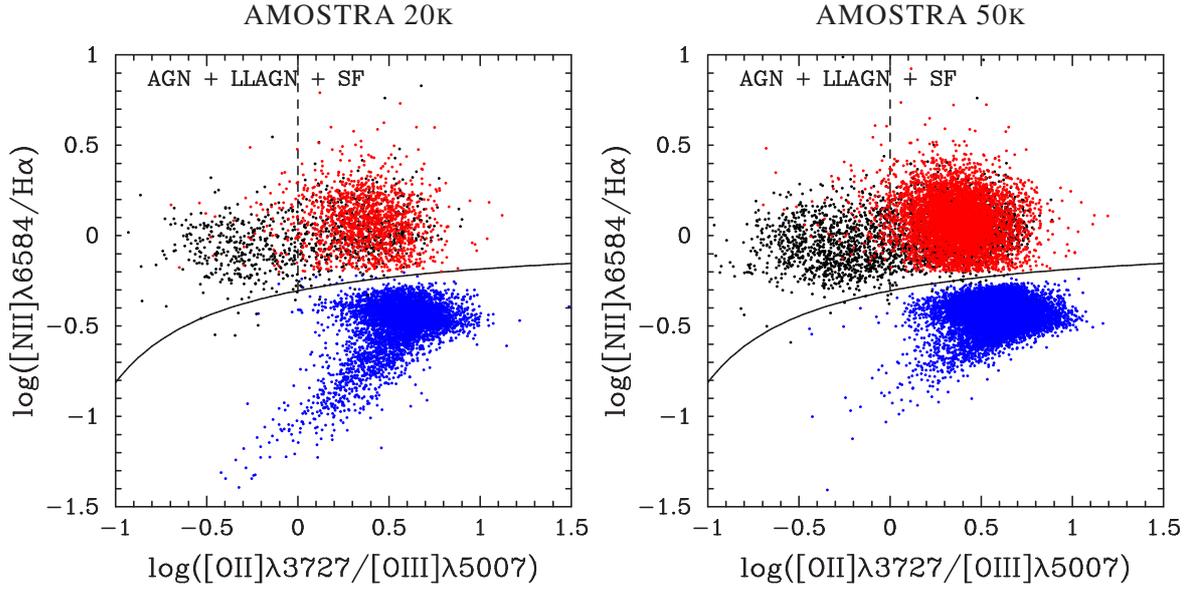


FIGURA 4.4 — Como na figura anterior, mas agora para as razões  $[\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$  versus  $[\text{O II}]\lambda 3727/[\text{O III}]\lambda 5007$ .

entre galáxias SF e galáxias com núcleos ativos. A linha sólida na figura corresponde a esta separação e foi empiricamente parametrizada por

$$\log([\text{O I}]/\text{H}\alpha) = \frac{-2,02}{\log([\text{O II}]/[\text{O III}]) + 1,45} + 0,18, \quad (4.3)$$

onde utilizamos os dados para a AMOSTRA 50k para determinar os parâmetros da curva.

Os diagramas envolvendo as linhas de  $[\text{N II}]$  e  $[\text{S II}]$  possuem características similares. Para o diagrama  $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$  versus  $[\text{O II}]/[\text{O III}]$  (figura 4.4), a linha sólida representa a curva parametrizada pela relação

$$\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha) = \frac{-0,51}{\log([\text{O II}]/[\text{O III}]) + 1,62} + 0,01. \quad (4.4)$$

No caso da razão  $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$  (figura 4.5), a parametrização empírica é dada por

$$\log([\text{S II}]/\text{H}\alpha) = \frac{-1,41}{\log([\text{O II}]/[\text{O III}]) + 1,55} + 0,46. \quad (4.5)$$

As galáxias localizadas abaixo destas curvas são galáxias normais com formação estelar que tendem a ter baixos valores para as razões nas ordenadas pois a emissão em  $\text{H}\alpha$  nestes objetos é significativa e, ademais, as linhas de baixa ionização de  $[\text{O I}]$ ,  $[\text{N II}]$  e  $[\text{S II}]$  apresentam fraca emissão nestas galáxias.

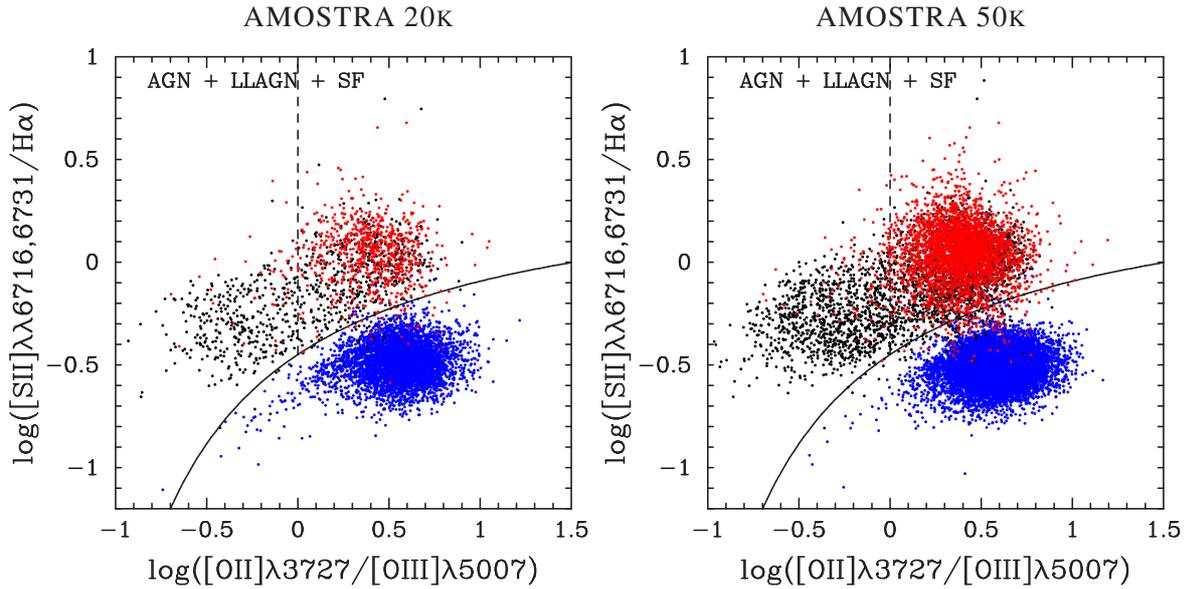


FIGURA 4.5 — Como na figura anterior, mas neste caso o diagrama é formado pelas razões  $[\text{S II}]\lambda 6716, 6731/\text{H}\alpha$  versus  $[\text{O II}]\lambda 3727/[\text{O III}]\lambda 5007$ .

Acima das curvas, os espectros das galáxias são dominados por linhas de emissão produzidas por fotoionização devido à presença de núcleos ativos. Podemos distinguir os objetos nesta região de acordo com o valor  $\log([\text{O II}]/[\text{O III}]) = 0$  (representado como linhas tracejadas na figura 4.3), seguindo a definição dada por Heckman (1980, veja abaixo); este limite separa as galáxias com AGNs “normais” e AGNs de baixa luminosidade de uma forma distinta àquela definida na seção 4.2.2. Por outro lado, notamos que na região correspondente a  $\log([\text{O II}]/[\text{O III}]) < 0$ , a maioria das galáxias pertence à classe de galáxias AGN, enquanto que para razões  $[\text{O II}]/[\text{O III}]$  maiores há uma mistura de galáxias LLAGN (das quais a maioria possui  $\log([\text{O II}]/[\text{O III}]) > 0$ ) e galáxias AGN normais. De fato, na figura 4.6 mostramos esta tendência claramente: galáxias com núcleos ativos de baixa luminosidade (definidos como galáxias que apresentam apenas as linhas de  $[\text{N II}]$  e  $\text{H}\alpha$ , de acordo a seção 4.2.2), possuem  $\log([\text{O II}]/[\text{O III}]) > 0$ , enquanto que galáxias AGN apresentam um comportamento bimodal para essa razão de linhas.

O fato que a classe espectral de galáxias AGN ocupa as duas regiões definidas pela linha tracejada mostrada na figura 4.3 está relacionado com a distinção clássica dos núcleos ativos de linhas estreitas em Seyfert 2 e LINERs. Por exemplo, Heckman (1980) num trabalho seminal sobre este assunto, utilizou dois critérios para separar núcleos ativos entre estes dois tipos, definindo um objeto como LINER se ele possuisse as razões  $[\text{O II}]/[\text{O III}] \geq 1$  e  $[\text{O I}]/[\text{O III}] \geq 1/3$ . Quando aplicamos este último critério definido por Heckman em nossa amostra de galáxias AGN mostrada na figura 4.3, ela claramente divide-se em duas sub-classes relacionadas com aqueles dois tipos de núcleos ativos de galáxias. Além disso, com a ajuda da luminosidade da linha de  $[\text{O III}]\lambda 5007$ ,  $L([\text{O III}])$ , podemos dizer que galáxias

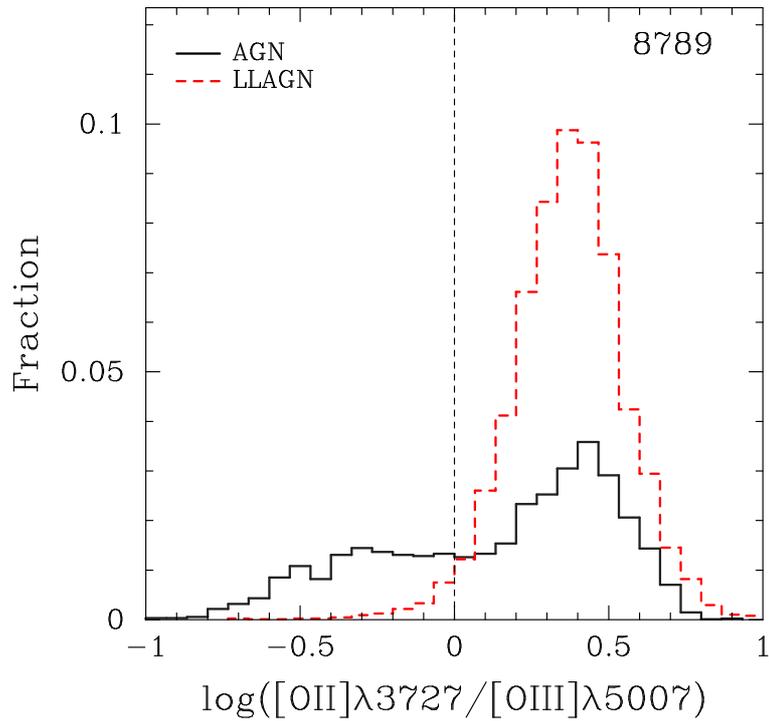


FIGURA 4.6 — Histograma de  $[\text{O II}]\lambda 3727 / [\text{O III}]\lambda 5007$  para galáxias AGN (linha sólida) e LLAGN (linha tracejada).

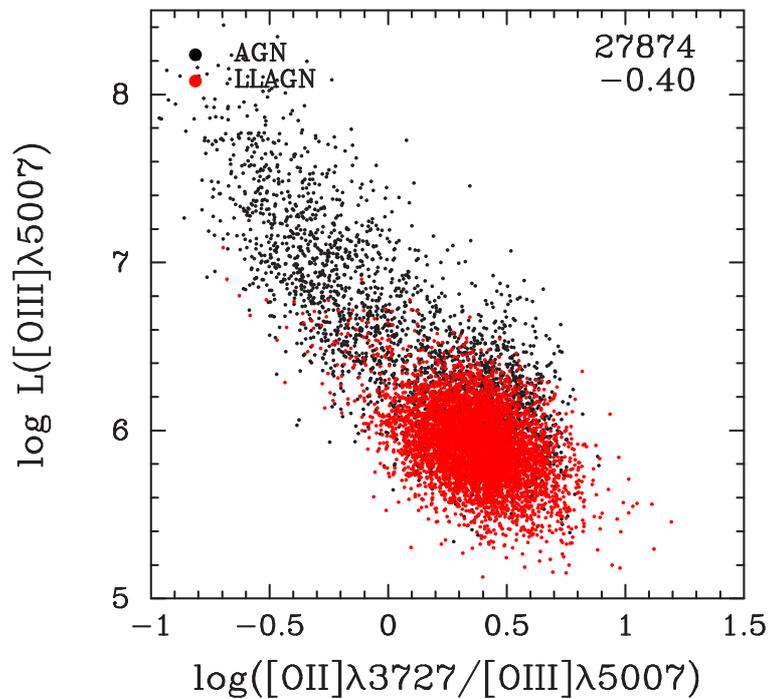


FIGURA 4.7 — Relação entre o parâmetro de excitação  $[\text{O II}]\lambda 3727 / [\text{O III}]\lambda 5007$  e a luminosidade da linha de emissão  $[\text{O III}]\lambda 5007$  para galáxias AGN e LLAGN da AMOSTRA 50K.

com núcleos ativos definem duas populações ou seqüências (seguindo e dando suporte à idéia discutida em detalhes por [Kauffmann et al. 2003c](#)) : uma população de galáxias de baixa luminosidade ( $L([\text{O III}]) \lesssim 10^{6.5}L_{\odot}$ ) com espectros *LINER-like* e uma população de galáxias com alta luminosidade  $[\text{O III}]$  com espectros *Seyfert-like*. Além disso, os hospedeiros de núcleos tipo LINER podem ser associados com a classe de galáxias LLAGN, visto que galáxias nesta classe tendem a ter baixos valores de  $L([\text{O III}])$  e ocupam a mesma região nos diagramas envolvendo a razão  $[\text{O II}]/[\text{O III}]$  (tal como mostrado na figura 4.6); de fato, a grande maioria das galáxias LLAGN que possuem  $[\text{O III}]\lambda 5007$  em emissão medido com  $S/N > 3$ , apresentam  $L([\text{O III}]) < 10^{6.5}L_{\odot}$ . Para ilustrar este resultado, na figura 4.7 mostramos a razão  $[\text{O II}]/[\text{O III}]$  em função da luminosidade de  $[\text{O III}]\lambda 5007$  para as galáxias com núcleos ativos (AGN e LLAGN).

#### 4.2.4 Diagramas envolvendo a razão $[\text{O III}]/\text{H}\beta$

Além do diagrama BPT discutido na seção 4.2.1, outras razões de linhas são utilizadas em conjunção com o parâmetro de excitação  $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$  na construção de diagramas de diagnóstico de galáxias com linhas de emissão. Aqui consideraremos os diagramas adicionais propostos por [Veilleux & Osterbrock \(1987\)](#).

Na figura 4.8 são mostrados os diagramas formados pelas razões de linhas a)  $[\text{O I}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$  e b)  $[\text{S II}]\lambda\lambda 6716, 6731/\text{H}\alpha$  em função de  $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ , para as classes espectrais de galáxias SF, AGN e C. Aqui consideraremos apenas a AMOSTRA 50K. As linhas sólidas mostradas nestes diagramas são parametrizações definidas por [Kewley et al. \(2001\)](#) para dividir os objetos com emissão devida a regiões H II normais e objetos com emissão devida à presença de uma fonte central. Estas curvas são similares àquelas mostradas no diagrama BPT como um limite inferior para considerar uma galáxia contendo núcleo ativo. De fato, uma clara distinção entre galáxias SF e AGN pode ser feita com base nestas linhas divisórias, sendo mais eficaz no caso do diagrama com a razão  $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$ .

Note que nestes diagramas, galáxias LLAGN não são mostradas devido ao reduzido número de objetos que possuem a linha de  $\text{H}\beta$  detectada com  $S/N > 3$  nesta classe espectral. Diferentemente dos diagramas mostrados na seção anterior, aqui mostramos a classe espectral de galáxias compostas. É interessante notar que estas galáxias, que apresentam um comportamento intermediário entre galáxias SF e AGN no diagrama BPT e nos diagramas que envolvem a razão  $[\text{O II}]/[\text{O III}]$ , na figura 4.8 apresentam um comportamento mais complexo. No diagrama  $[\text{O I}]/\text{H}\alpha \times [\text{O III}]/\text{H}\beta$ , cerca de metade destes objetos seriam classificados como SF e outra metade como AGN considerando a linha definida por [Kewley et al. \(2001\)](#); por outro lado, no diagrama  $[\text{S II}]/\text{H}\alpha \times [\text{O III}]/\text{H}\beta$ , a maioria das galáxias C seriam classificadas como galáxias com formação estelar normal.

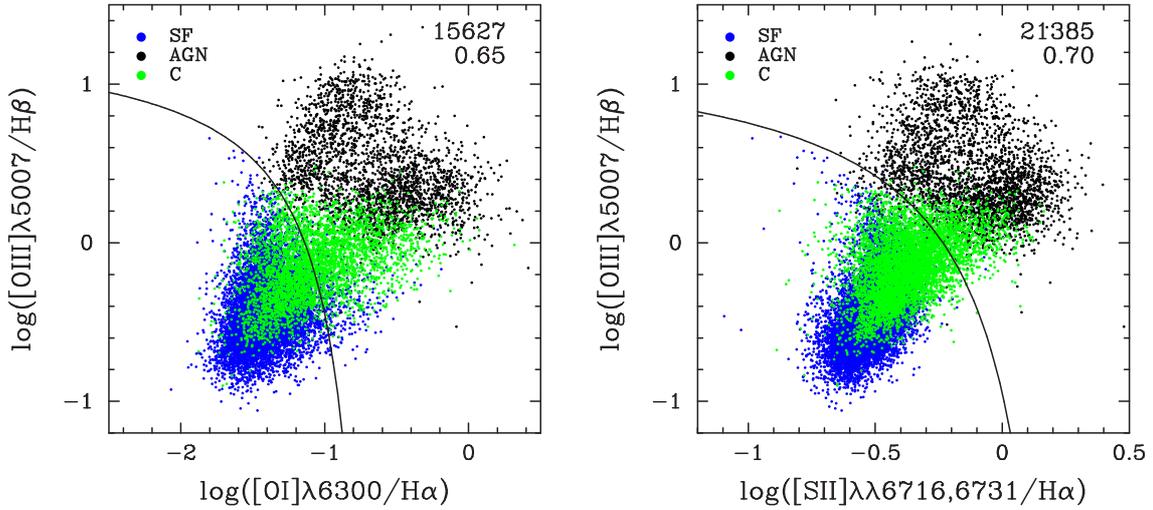


FIGURA 4.8 — Diagrama das razões de linhas  $[O\text{ I}]\lambda 6300/H\alpha$  e  $[S\text{ II}]\lambda\lambda 6716, 6731/H\alpha$  em função de  $[O\text{ III}]\lambda 5007/H\beta$  para as classes de galáxias SF, AGN e C. As linhas sólidas correspondem a parametrizações dadas por Kewley et al. (2001) para dividir galáxias com núcleos ativos de galáxias com formação estelar convencional. Aqui utilizamos a AMOSTRA 50κ.

### 4.2.5 Efeitos do avermelhamento

Na construção dos diagramas de diagnóstico discutidos nas seções acima, não corrigimos as intensidades das linhas utilizadas pelos efeitos do avermelhamento. No caso do diagrama BPT, as razões  $[N\text{ II}]/H\alpha$  e  $[O\text{ III}]/H\beta$  são praticamente insensíveis ao avermelhamento. No entanto, para o parâmetro de excitação  $[O\text{ II}]/[O\text{ III}]$  discutido na seção 4.2.3, os efeitos devido à extinção podem ser consideráveis. Por outro lado, a correção usual destes efeitos é baseada no decremento de Balmer dado pela razão de linhas como  $H\alpha/H\beta$ , o qual requer que estas duas linhas sejam mensuráveis no espectro de uma galáxia. Portanto, este método não pode ser aplicado a uma considerável fração de galáxias LLAGN pois a linha de  $H\beta$  é bastante fraca na maioria dos objetos pertencentes a esta classe espectral.

Para investigar esta questão, na figura 4.9 mostramos a extinção de Balmer,  $A_V^{Balmer}$ , derivada a partir da razão  $H\alpha/H\beta$  (ver seção 3.3.1), em função das razões de intensidades de linhas  $[O\text{ II}]\lambda 3727/[O\text{ III}]\lambda 5007$ ,  $[O\text{ I}]\lambda 6300/H\alpha$  e  $[S\text{ II}]\lambda\lambda 6716, 6731/H\alpha$ , para as classes de galáxias SF, AGN e galáxias compostas (*Composite*).<sup>2</sup> Nesta figura também são mostrados os valores medianos de  $A_V^{Balmer}$  em função das razões consideradas. Para estas razões de linhas os efeitos devido ao avermelhamento seriam maiores visto que elas são formadas por linhas separadas por uma considerável distância em comprimento de onda, especialmente  $[O\text{ II}]/[O\text{ III}]$ .

<sup>2</sup>Aqui não consideramos as galáxias LLAGN pois estes objetos não apresentam a linha de  $H\beta$  necessária para a estimativa da extinção nebulosa.

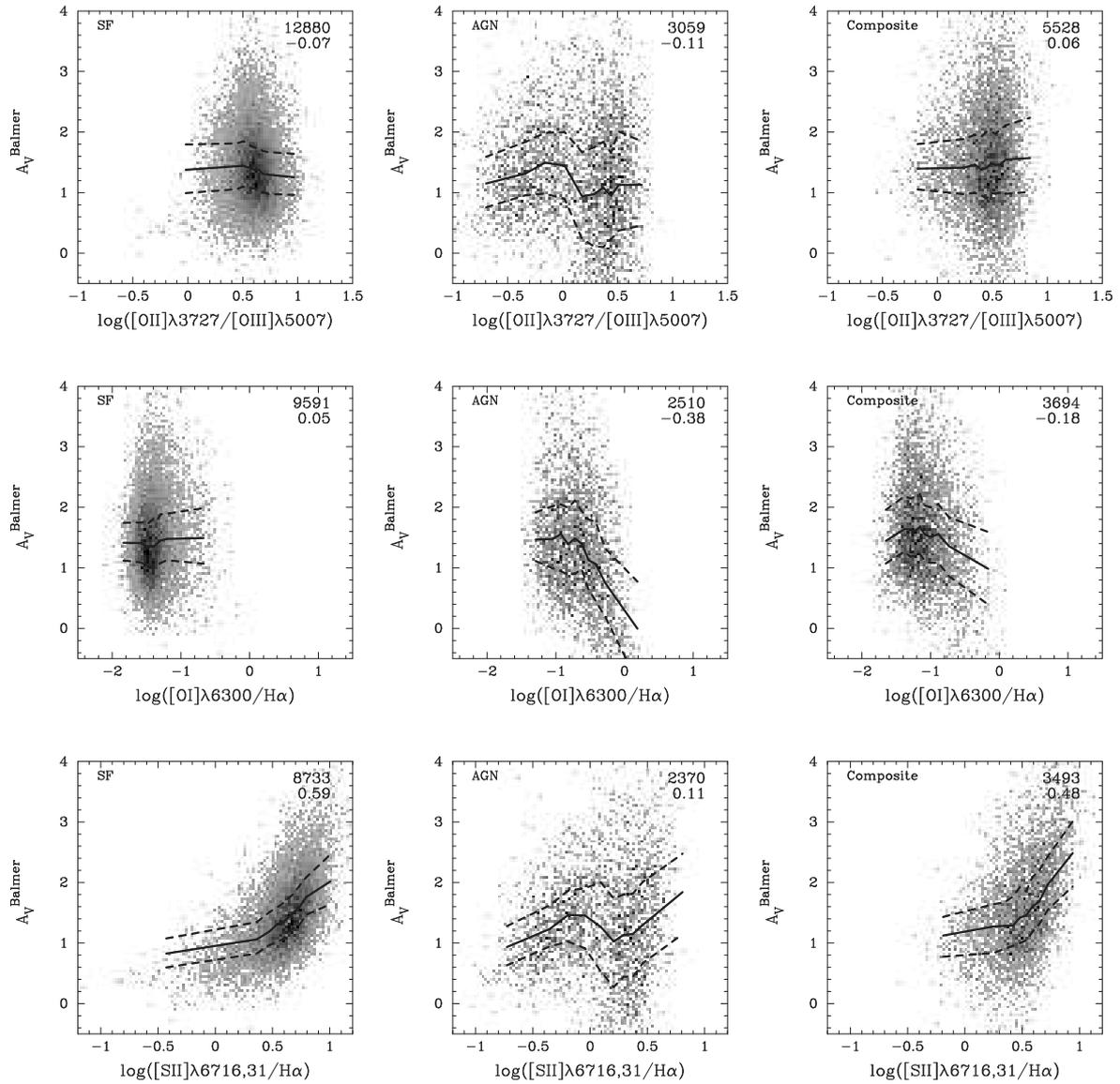


FIGURA 4.9 — Relação entre a extinção nebulosa e as razões de linhas  $[\text{O II}]\lambda 3727 / [\text{O III}]\lambda 5007$ ,  $[\text{O I}]\lambda 6300 / \text{H}\alpha$  e  $[\text{S II}]\lambda 6716, 6731 / \text{H}\alpha$  para as classes de galáxias SF, AGN e compostas. Também são mostrados os valores medianos (linhas sólidas) e os respectivos quartis (linhas tracejadas) para cada distribuição.

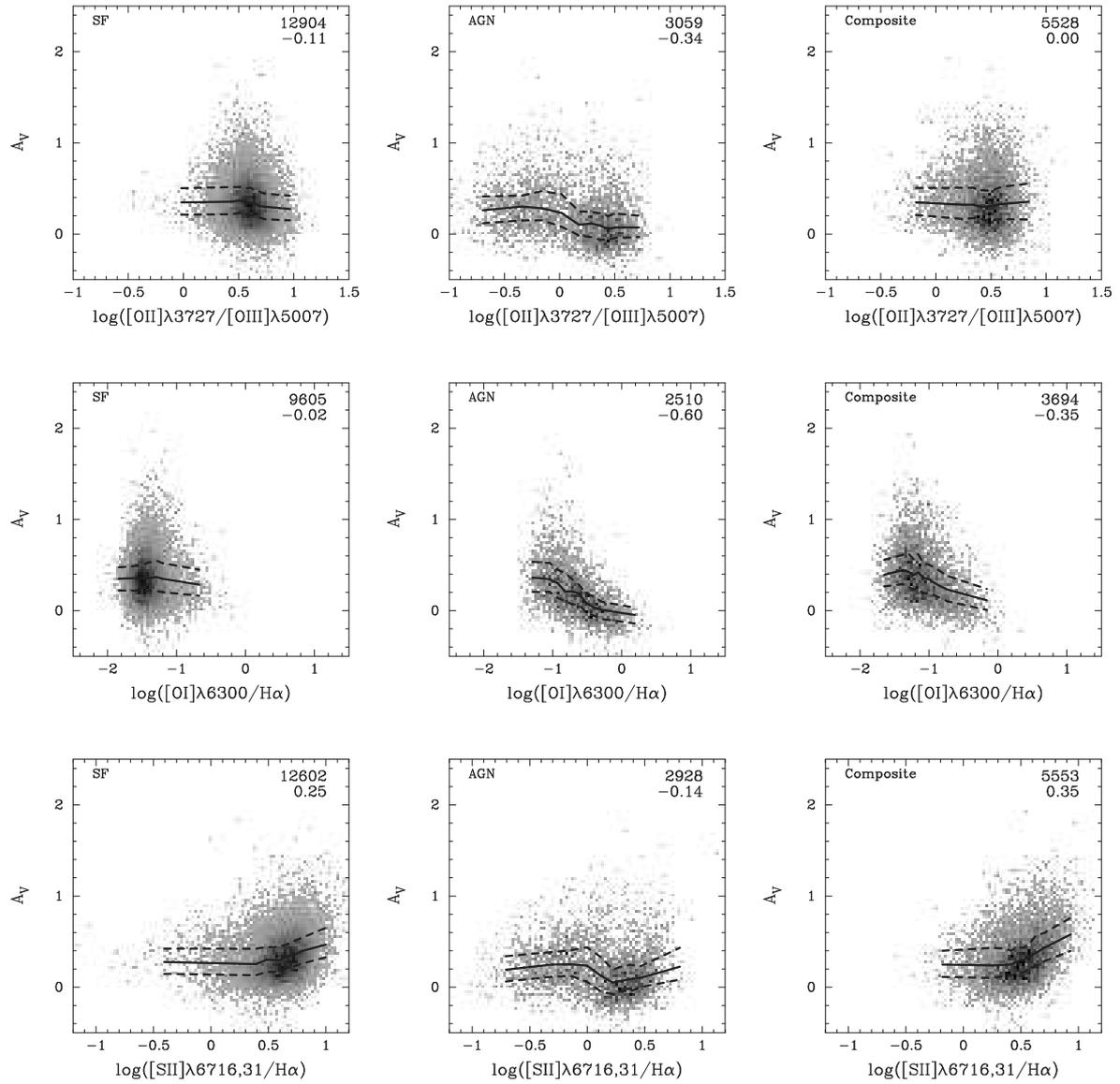


FIGURA 4.10 — Extinção estelar em função das razões de linhas  $[\text{O II}]\lambda 3727 / [\text{O III}]\lambda 5007$ ,  $[\text{O I}]\lambda 6300 / \text{H}\alpha$  e  $[\text{S II}]\lambda 6716, 6731 / \text{H}\alpha$  para as classes de galáxias SF, AGN e compostas. Também são mostrados os valores medianos (linhas sólidas) e os respectivos quartis (linhas tracejadas) para cada distribuição.

Notamos na figura 4.9 que para as galáxias SF apenas a razão  $[S II]/H\alpha$  possui uma forte correlação com a extinção nebulosa, no sentido que galáxias com valores de  $[S II]/H\alpha$  elevados a extinção por poeira é maior. No entanto, visto que estas linhas são relativamente próximas, a correlação observada deve estar refletindo uma propriedade física associada à razão  $[S II]/H\alpha$  que se correlaciona com a extinção. Para a razão  $[O II]/[O III]$  e  $[O I]/H\alpha$  não há uma dependência com  $A_V^{Balmer}$ .

Por outro lado, para as galáxias AGN, a razão de linhas  $[O I]/H\alpha$  é a que apresenta a maior correlação (na verdade uma anti-correlação) com  $A_V^{Balmer}$ . As razões  $[O II]/[O III]$  e  $[S II]/H\alpha$ , apesar de apresentarem uma pequena variação em seus valores medianos, não apresentam correlações significativas. Para as galáxias compostas, as correlações são observadas apenas para as razões  $[O I]/H\alpha$  e  $[S II]/H\alpha$ .

Também investigamos como a extinção estelar está relacionada com as razões de linhas investigadas acima. Na figura 4.10 mostramos a extinção estelar,  $A_V$  em função das razões de linhas  $[O II]/[O III]$ ,  $[O I]/H\alpha$  e  $[S II]/H\alpha$ . Os valores medianos também são mostrados. As correlações anteriormente obtidas considerando  $A_V^{Balmer}$  são recuperadas nesta figura. Apenas para a relação entre  $A_V$  e  $[O II]/[O III]$  para galáxias AGN a correlação é um pouco maior comparada com a obtida para a extinção nebulosa. Novamente, para as galáxias compostas, as correlações são observadas apenas para as razões  $[O I]/H\alpha$  e  $[S II]/H\alpha$ .

A partir dos resultados discutidos aqui, concluímos que o parâmetro de excitação  $[O II]/[O III]$  não possui uma dependência significativa com o avermelhamento, possibilitando o seu uso mesmo sem a correção por este efeito. Neste sentido, os diagramas formados a partir desta razão podem ser úteis na classificação espectral de galáxias, especialmente o diagrama  $[N II]/H\alpha \times [O II]/[O III]$ .

### 4.3 Sumário

Neste capítulo investigamos a classificação espectral de galáxias com linhas de emissão, baseada em diagramas de diagnóstico popularmente empregados para este fim. O diagrama formado pelas razões de linhas  $[O III]\lambda 5007/H\beta$  em função de  $[N II]\lambda 6584/H\alpha$  constituiu o ponto de partida para nossas análises. Também investigamos os diagramas de diagnóstico formados pela combinação do parâmetro de excitação  $[O II]\lambda 3727/[O III]\lambda 5007$  e pelas razões  $[O I]\lambda 6300/H\alpha$ ,  $[N II]\lambda 6584/H\alpha$  e  $[S II]\lambda\lambda 6716, 6731/H\alpha$ . A utilização deste parâmetro foi rejeitada ao longo dos anos devido ao grande espaçamento em comprimento de onda das linhas que o compõem, sendo sujeito à efeitos de avermelhamento e calibração de fluxo (e.g. [Veilleux & Osterbrock 1987](#)). No entanto, mostramos que estes efeitos são

---

mínimos para este parâmetro e que o diagrama  $[O II]/[O III]$  versus  $[N II]/H\alpha$ , por exemplo, possibilita a classificação de galáxias com linhas de emissão em três classes distintas, formadas por galáxias normais com formação estelar, galáxias com núcleos ativos intensos e galáxias com núcleos ativos de baixa luminosidade.



## Capítulo 5

# Bimodalidade da população de galáxias

*“Early and late, in spite of their temporal connotations, appear to be the most convenient adjectives available for describing relative positions in the sequence.”*

Edwin Hubble (1926)

A bimodalidade da população de galáxias observada no universo local é investigada neste capítulo. O comportamento bimodal apresentado pela distribuição de algumas propriedades galácticas é analisado em termos dos produtos resultantes da aplicação da síntese espectral, como idades médias e massa estelar, para uma amostra limitada em volume do SDSS. Além disso, as galáxias são classificadas de acordo com as propriedades de linhas de emissão em três classes espectrais distintas : galáxias com formação estelar normal, com populações estelares jovens ; galáxias passivas, dominadas por estrelas velhas, e galáxias com núcleos ativos, que compreendem uma mistura de populações estelares jovens e velhas. Nossos resultados mostram que as extremidades da distribuição de algumas propriedades de galáxias, essencialmente cor, quebra em 4000 Å e idades estelares médias, estão associadas com as classes de galáxias com formação estelar e galáxias passivas. Encontramos que a idade estelar média ponderada por fluxo é o parâmetro que melhor descreve a bimodalidade observada na população de galáxias. A massa estelar, neste cenário, possui um papel adicional no sentido que a maioria das galáxias com formação estelar ativa no universo local possuem baixa massa. Nossos resultados também dão suporte à existência de um *downsizing* na formação de galáxias, onde galáxias massivas observadas atualmente possuem populações estelares formadas há muitos bilhões de anos atrás.

## 5.1 Introdução

A classificação de galáxias em tipos ou classes é frequentemente utilizada na Astronomia com o objetivo de compreender a formação e evolução de galáxias que apresentam propriedades distintas, tais como morfologia, luminosidade e tipo espectral. O esquema de classificação mais conhecido e também mais geral foi proposto por Hubble (1926), baseado essencialmente em três grupos de galáxias divididas de acordo com critérios morfológicos : elípticas (E), espirais (S) e irregulares (Irr). Um grupo adicional composto por galáxias lenticulares (S0) foi posteriormente incluído neste esquema por Hubble (1936) e Sandage (1961). Uma ilustração da classificação de Hubble é mostrada na figura 5.1. Em geral as galáxias são referidas como sendo “*early-type*” (E e S0) ou “*late-type*” (Sa, Sb, Sc, Irr).

Nos últimos anos, esta “taxonomia galáctica” tornou-se mais simples. Como resultado dos grandes levantamentos de galáxias conduzidos recentemente, o estudo das populações galácticas revelou de forma quantitativa a existência de uma distribuição bimodal

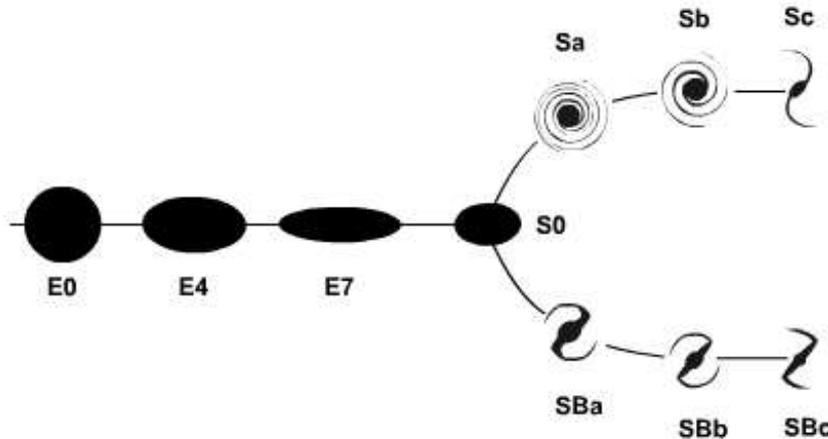


FIGURA 5.1 — Ilustração do esquema de classificação de galáxias introduzido por Edwin Hubble.

em algumas propriedades fundamentais de galáxias no universo local, tanto a partir de dados fotométricos como espectroscópicos. Esta bimodalidade da população de galáxias, apesar da aparente simplicidade, figura como uma peça fundamental para a nossa compreensão dos processos que governam a evolução de galáxias.

Talvez o comportamento bimodal mais representativo é aquele obtido quando se analisa a distribuição de cor das galáxias. Como este parâmetro é facilmente mensurável por ser baseado apenas em dados fotométricos, muitos trabalhos têm voltado o foco para sua distribuição, encontrando uma bimodalidade para galáxias no universo local através de dados obtidos pelo 2dFGRS e SDSS (Strateva et al. 2001; Hogg et al. 2002; Blanton et al. 2003a; Wild et al. 2005) e também para galáxias distantes em  $z \sim 1$  com dados do COMBO-17 redshift survey (Bell et al. 2004) e dados do DEEP galaxy redshift survey (Weiner et al. 2005). A cor de uma galáxia reflete sua história de formação estelar, logo a bimodalidade observada em sua distribuição sugere que as galáxias em cada uma das populações evoluíram através de caminhos distintos.

Entre as galáxias próximas, Kauffmann et al. (2003b) analisaram a história de formação estelar e sua dependência com a massa estelar de uma grande amostra de galáxias do SDSS, encontrando uma transição nas propriedades físicas das galáxias para uma massa estelar de  $M_* \sim 3 \times 10^{10} M_\odot$ , o que resulta em uma bimodalidade entre galáxias de baixa massa com histórias de formação estelar dominadas por surtos recentes de formação estelar, e galáxias mais massivas dominadas por populações estelares velhas. A conexão entre a distribuição bimodal de cor e de massa foi feita, ao menos parcialmente, por Baldry et al. (2004) em um trabalho sobre o diagrama cor–magnitude de uma amostra de galáxias do SDSS. Estes autores demonstraram que a transição na distribuição de cor ocorre em  $(1,5 - 2,2) \times 10^{10} M_\odot$  para a seqüência vermelha e em  $(2 - 3) \times 10^{10} M_\odot$  para a seqüência azul, valores próximos daquele obtido por Kauffmann et al. (2003b) usando

dados espectroscópicos. Este valor de massa de transição também é associado a um desvio na fração de massa na forma de HI em galáxias, notado por [Kannappan \(2004\)](#), isto é, galáxias mais massivas que  $M_{\star} \sim 3 \times 10^{10} M_{\odot}$  possuem menos gás que galáxias de baixa massa. Outra importante característica da bimodalidade na distribuição de cor das galáxias é sua dependência com o ambiente. Este aspecto foi discutido por [Balogh et al. \(2004\)](#) que complementou as análises feitas por [Baldry et al. \(2004\)](#) para considerar, além da dependência com a luminosidade, os efeitos do ambiente sobre as frações de galáxias das seqüências azul e vermelha de galáxias.

Um comportamento bimodal também é observado nas propriedades de formação estelar de galáxias. [Madgwick et al. \(2002\)](#), analisando dados do 2dFGRS, derivaram um parâmetro espectral  $\eta$  via análise de componentes principais que se correlaciona fortemente com a taxa de formação estelar de uma dada galáxia. Uma distribuição bimodal é claramente observada neste parâmetro ([Wild et al. 2005](#)), com um valor característico que distingue galáxias em duas classes de acordo com sua atividade de formação estelar. [Brinchmann et al. \(2004\)](#) também encontraram uma distribuição similar, mostrando que galáxias são predominantemente de dois tipos : um composto por objetos concentrados, com taxas de formação estelar baixas, e outro por galáxias menos concentradas com altas SFRs.

No primeiro artigo dedicado a análises semi-empíricas de galáxias ([Cid Fernandes et al. 2005](#)) apresentamos um método de síntese espectral capaz de derivar as principais propriedades físicas de galáxias a partir de dados espectrais. O conjunto de dados espectroscópicos e fotométricos provido pelo SDSS, adicionalmente com o arsenal de parâmetros físicos obtidos pela síntese espectral, tornou-se uma grande oportunidade para o estudo das populações de galáxias. Neste capítulo, utilizaremos a base da classificação espectral discutida no capítulo anterior juntamente com uma classificação baseada em parâmetros estruturais que utiliza informações fotométricas obtidas pelo SDSS para distinguir galáxias entre *early* e *late-types*. A bimodalidade da população de galáxias será analisada a partir destas classificações. Na seção 5.2 descrevemos o esquema de classificação espectral de galáxias utilizado neste capítulo. Na seção 5.3 discutimos o caráter bimodal da população de galáxias, com ênfase nas propriedades de linhas de emissão de galáxias. Os principais resultados obtidos através deste procedimento são discutidos na seção 5.4. Finalmente, na seção 5.5 resumimos os nossos principais resultados. Os dados utilizados neste capítulo referem-se à AMOSTRA 50K limitada em volume, discutida na seção 2.3.1, que contém cerca de 50 mil objetos com  $0,05 < z < 0,1$  e  $M_r < -20,5$ . Os resultados apresentados aqui foram publicados em [Mateus et al. \(2006a\)](#).

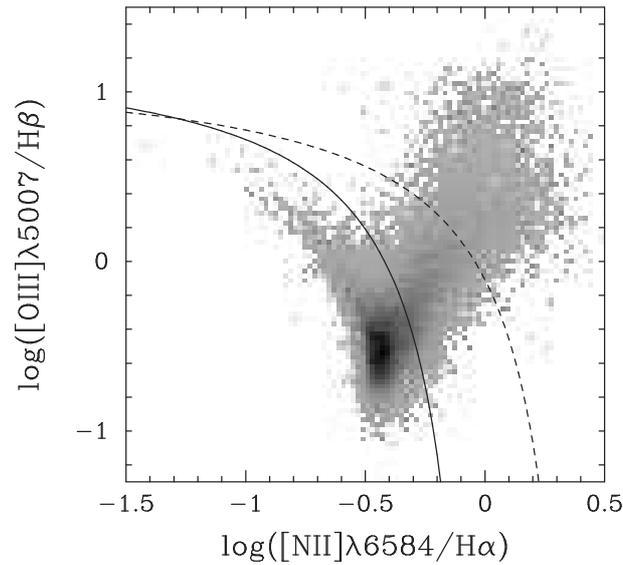


FIGURA 5.2 — Diagrama BPT para a sub-amostra de galáxias com linhas de emissão detectadas com  $S/N > 3$ . A linha sólida é a curva empírica definida por [Kauffmann et al. \(2003c\)](#) e a linha tracejada é a curva definida por [Kewley et al. \(2001\)](#).

## 5.2 Definição das classes espectrais de galáxias

Nesta seção, apresentamos as classes espectrais de galáxias que utilizaremos nas análises deste capítulo. Esta classificação é baseada em propriedades espectrais, isto é, na presença ou ausência de linhas de emissão e nas razões de linhas presentes nos espectros de galáxias.

### 5.2.1 Classificação das galáxias

Conforme discutido no capítulo 4, galáxias com linhas de emissão são classificadas de acordo com o mecanismo pelo qual as linhas são produzidas, distinguindo as galáxias em dois grupos. O primeiro é composto por galáxias com formação estelar normal, com espectros típicos de regiões H II, nas quais o gás é fotoionizado por estrelas jovens e quentes de tipos espectrais O e B. O segundo grupo é formado por galáxias com núcleos ativos, que produzem um campo de radiação muito mais “duro” que o produzido pelas estrelas. Estes dois grupos de galáxias são geralmente identificados através de diagramas de diagnóstico formados por razões de intensidades de linhas presentes nos espectros das galáxias, como aqueles discutidos na seção 4.2. Aqui utilizaremos o diagrama convencional proposto por [Baldwin, Phillips & Terlevich \(1981\)](#),  $[O III]\lambda 5007/H\beta \times [N II]\lambda 6584/H\alpha$  (diagrama BPT).

O diagrama BPT para nossa amostra é apresentado na figura 5.2. Consideramos apenas as galáxias com as linhas de  $[O III]$ ,  $H\beta$ ,  $[N II]$  e  $H\alpha$  detectadas com  $S/N > 3$ ;

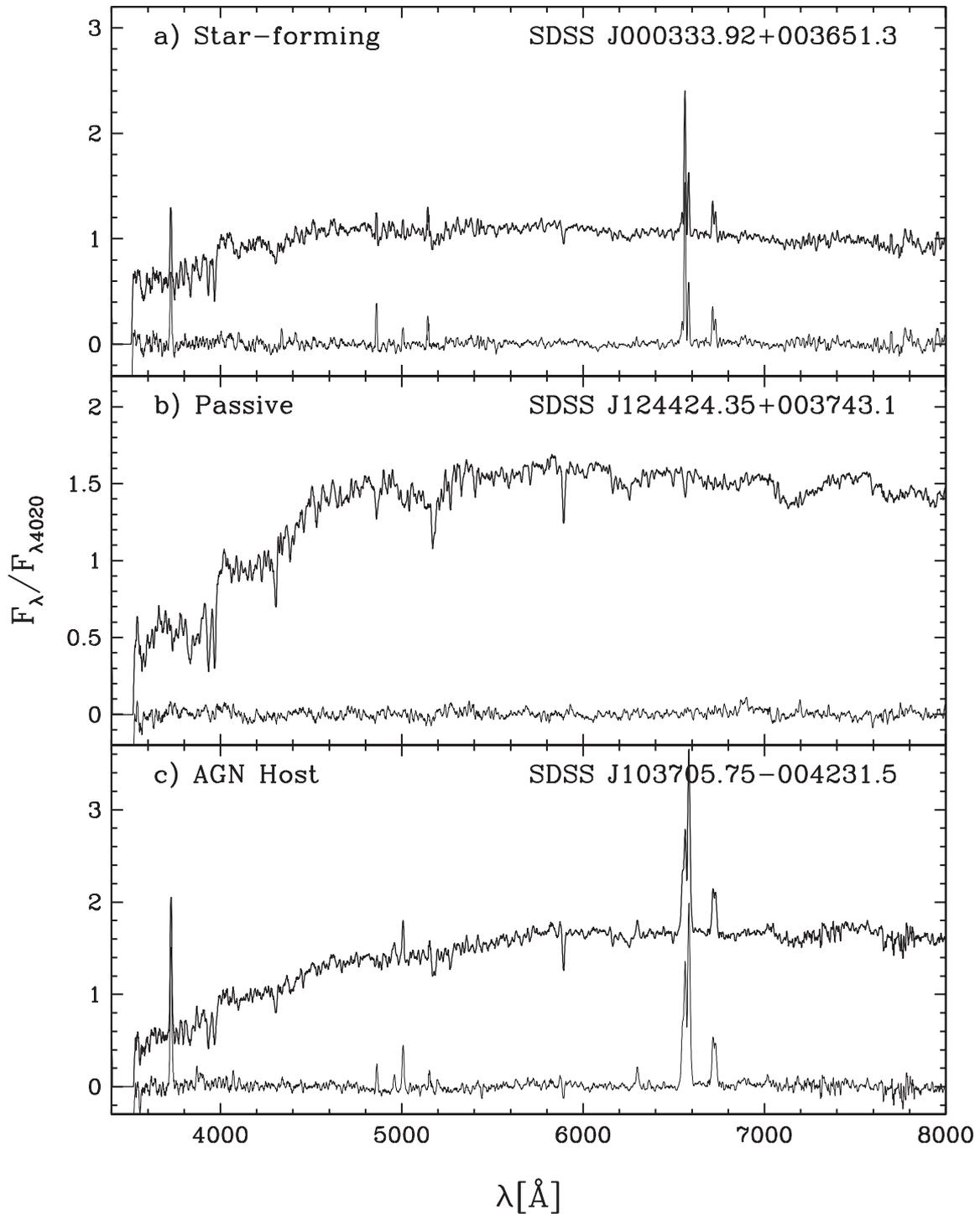


FIGURA 5.3 — Exemplos de espectros de galáxias em cada uma das classes espectrais analisadas neste trabalho. Os espectros residuais são mostrados na parte inferior de cada painel. Estes espectros foram suavizados para melhorar a visualização de suas principais características.

TABELA 5.1 — Resumo das classes espectrais definidas neste trabalho e os valores medianos da idade estelar média, massa estelar, cor, índice de concentração e quebra em 4000 Å.

Classe	Número	%	$C$	$(u - i)$	$D_n(4000)$	$\langle \log t_\star \rangle_L$	$\log M_\star/M_\odot$
All	49917	100,00	2,67	2,76	1,69	9,53	10,79
Star-forming	16108	32,27	2,25	2,10	1,35	8,91	10,56
Passive	10485	21,00	2,97	3,06	1,93	9,86	10,87
AGN Hosts	21733	43,54	2,77	2,88	1,78	9,66	10,90
Unclass.	1591	3,19	2,67	2,83	1,73	9,58	10,77

este limite resulta em uma sub-amostra contendo 23080 galáxias. Após uma análise dos dados do SDSS, [Kauffmann et al. \(2003c\)](#) definiram uma curva empírica neste diagrama (mostrada na figura 5.2 como uma linha sólida) para distinguir galáxias com formação estelar normal (abaixo da curva) e galáxias com núcleos ativos (acima da curva). Apesar dos questionamentos acerca da posição exata desta curva (veja, por exemplo, [Stasińska et al. 2006](#)), adotamos esta curva em referência a outros trabalhos publicados recentemente (e.g. [Brinchmann et al. 2004](#); [Hao et al. 2005](#)). Na figura 5.2 também mostramos a curva teórica obtida por [Kewley et al. \(2001\)](#), que utilizaremos na seção 5.3.2.1 para definir galáxias com espectros compostos, conforme sugerido por [Brinchmann et al. \(2004\)](#) e discutidas anteriormente na seção 4.2.1.

As galáxias com formação estelar normal (galáxias SF ou *star-forming*) em nossa amostra apresentam uma significativa atividade de formação estelar (mais que 99% possuem  $EW(H\alpha) > 5 \text{ \AA}$ ). Note que para a amostra limitada em volume estudada aqui (definida com um corte em magnitude absoluta em  $M(r) < -20,5$ ), no diagrama BPT não observamos a população de galáxias de baixa luminosidade que povoa os extremos de sua asa esquerda (correspondendo a  $[N II]/H\alpha \lesssim 0,1$ ).

Galáxias com núcleos ativos (também referidas por AGN *hosts*), povoam a asa direita do diagrama BPT. Aqui, não distinguimos estas galáxias da classe de compostas (*composite*), que possuem uma grande contribuição da emissão em  $H\alpha$ , por exemplo, devido à presença do núcleo ativo, e povoam a região entre as duas curvas mostradas na figura 5.2 (ver seção 4.2.2).

Os objetos que não aparecem na figura 5.2, visto que possuem linhas fracas, também são classificados. Conforme discutido na seção 4.2.2, galáxias com núcleos ativos também podem ser identificadas se possuem apenas as linhas  $H\alpha$  e  $[N II]$  detectadas em seus espectros (e.g. [Coziol et al. 1998](#); [Miller et al. 2003](#)), considerando o limite  $\log([N II]/H\alpha) > -0,2$ . Obtemos que a fração destas galáxias dentre a classe de AGN *hosts* é cerca de 54% (na seção 4.2.2 estes objetos foram referidos como galáxias LLAGN). Galáxias sem evidências de

TABELA 5.2 — Número e percentagem de objetos em cada classe espectral em função do limite no valor de  $S/N$  para considerar uma linha em emissão. Aqui adotamos o limite  $S/N > 3$ .

$S/N$	Star-forming		Passive		AGN Hosts		Unclass.	
2	16024	32,1	8626	17,3	24321	48,7	946	1,9
3	16108	32,3	10485	21,0	21733	43,5	1591	3,2
5	17034	34,1	12998	26,0	17382	34,8	2503	5,0

TABELA 5.3 — Parâmetro de probabilidade do teste de Kolmogorov-Smirnov (KS) para as distribuições de *redshift* quando comparamos os valores para o limite em  $S/N$  de 2, 3 e 5 para considerar uma linha em emissão. Os resultados são mostrados para cada classe espectral. Valores baixos da probabilidade KS implicam em distribuições estatisticamente diferentes.

Limite em $S/N$	Star-forming	Passive	AGN Hosts	Unclass.
2 e 3	99,99	99,99	50,97	31,38
3 e 5	99,92	99,99	0,30	25,12

formação estelar significativa, com espectros sem ambas as linhas de emissão  $H\alpha$  e  $H\beta$ , ou com larguras equivalentes menores que  $1 \text{ \AA}$  para estas linhas, são classificadas como galáxias passivas (referidas por galáxias P ou *passive*). As galáxias remanescentes, para as quais não é possível dar uma classificação baseada no diagrama BPT, tendem a incluir, principalmente, galáxias com formação estelar normal e galáxias passivas. Estas galáxias sem classificação (*Unclass.*) representam uma fração bastante reduzida da nossa amostra (cerca de 3%) e não serão analisadas neste trabalho.

Um resumo das classes espectrais descritas acima, cujas propriedades serão investigadas nas seções seguintes, é apresentado na tabela 5.1. O número e percentual de cada classe, assim como os valores medianos do índice de concentração, cor ( $u - i$ ), quebra em  $4000 \text{ \AA}$ , idade estelar média e massa estelar, são mostrados nesta tabela. Na figura 5.3 mostramos alguns exemplos de espectros correspondentes às distintas classes de galáxias discutidas aqui. Em cada painel também mostramos o espectro residual obtido após a subtração do modelo derivado pela síntese espectral. Estes espectros correspondem a galáxias com valores para a idade e massa estelar iguais aos valores medianos de cada classe. Portanto, os espectros mostrados na figura 5.3 ilustram de forma realista as principais características que definem as classes espectrais investigadas neste trabalho.

## 5.2.2 Fontes de erros

Conforme mencionado na seção 3.2.1, neste trabalho adotamos um limite para o valor de  $S/N$  para considerar uma linha detectada em emissão. A escolha deste limite afeta a distribuição de objetos em cada classe espectral, como podemos notar na tabela 5.2, onde o número e a porcentagem de galáxias em cada classe são listados para três valores limites de  $S/N$ . Para uma variação no valor de  $S/N$  de 2 para 5, a proporção de galáxias *star-forming* aumenta cerca de 6% e a fração de galáxias passivas aumenta aproximadamente 50%. Em contraste, a proporção de galáxias com núcleos ativos diminui cerca de 28%. Também é interessante notar que a fração de galáxias sem classificação é sempre menor que 5%. O aumento no número de galáxias *star-forming* está associado ao decréscimo da fração de AGN *hosts*.

Investigamos como a escolha do limite em  $S/N$  afeta nossas análises através da comparação das distribuições de *redshift* para as classes espectrais. Com esta abordagem também podemos testar se em nossos dados existe algum efeito devido ao fato do SDSS utilizar fibras com diâmetros reduzidos para a obtenção dos espectros das galáxias, conhecido como “efeito de abertura” (*aperture effect* ou *aperture bias*). Como os espectros são obtidos com fibras de 3" de diâmetro, para galáxias próximas eles tenderão a amostrar principalmente o bojo e as regiões centrais, aumentando a fração de galáxias sem linhas de emissão (especialmente galáxias passivas). Portanto, as distribuições de *redshift* para cada classe espectral definidas através de limites de  $S/N$  diferentes, serão similares se os efeitos de abertura não possuírem uma influência significativa sobre nossa amostra, ou caso esta influência exista ela afetará as distribuições de um modo uniforme, sem depender do valor de  $S/N$ . Na tabela 5.3 mostramos os parâmetros de probabilidade de Kolmogorov-Smirnov (KS) para as distribuições de *redshift* de nossas classes espectrais. Comparamos as distribuições para as classes definidas com limite em  $S/N$  igual a 2 e 5, com as distribuições para as classes definidas com o valor padrão adotado neste trabalho,  $S/N = 3$ . Os valores da probabilidade KS são muito altos para galáxias passivas e *star-forming*, indicando distribuições estatisticamente similares para estas classes espectrais. No caso de galáxias com núcleos ativos, o valor da probabilidade é elevado quando comparamos  $S/N = 2$  e  $S/N = 3$ , mas é pequeno para a comparação com  $S/N = 5$ , indicando distribuições de *redshift* estatisticamente diferentes quando comparamos estes limites de  $S/N$ . Para galáxias sem classificação os valores da probabilidade KS são maiores que 25% para os dois casos investigados.

Na figura 5.4 mostramos a dependência com o *redshift* das frações de galáxias em cada classe espectral. Consideramos dois valores para o limite em  $S/N$ , 3 e 5. É esperado que o efeito de abertura faça aumentar a fração de galáxias *star-forming* em relação a de

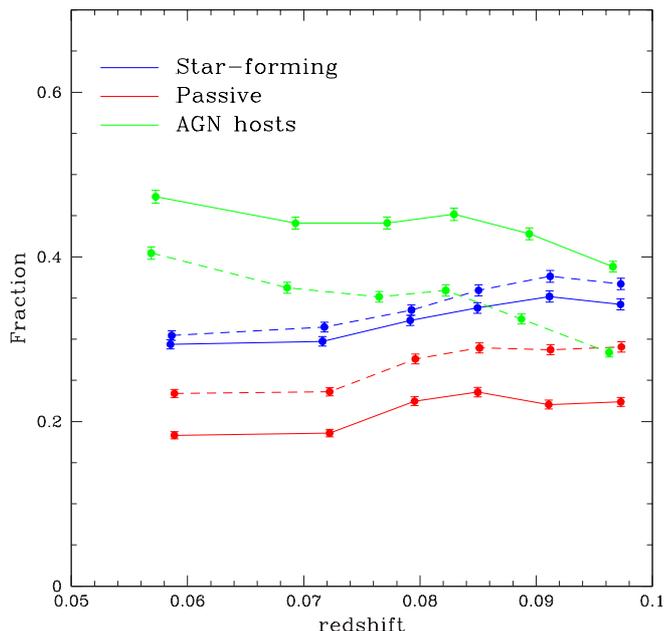


FIGURA 5.4 — Teste do efeito de abertura. A fração de galáxias em cada classe espectral é mostrada em diferentes intervalos de *redshift*. Linhas sólidas representam as frações obtidas com o limite  $S/N > 3$  para a detecção de linhas em emissão, enquanto linhas tracejadas são para o limite  $S/N > 5$ . As barras de erro são obtidas pela estatística de Poisson.

galáxias passivas ao longo do intervalo de *redshift*. De fato, notamos que a fração de galáxias com formação estelar aumenta com o *redshift*. Além disso, para baixos *redshifts*, também observamos uma elevada fração de galáxias com núcleos ativos, provavelmente devido à amostragem significativa das regiões centrais de galáxias próximas. Por outro lado, a fração de galáxias passivas não aumenta significativamente no regime de baixo *redshift*. Seguindo estes resultados, concluímos que a distribuição de galáxias nas classes espectrais discutidas neste trabalho são afetadas pelo efeito de abertura no sentido que a fração de galáxias *star-forming* aumenta com o *redshift* e a de galáxias com núcleos ativos diminui com  $z$ . Alguns aspectos deste efeito em nossa amostra são discutidos com mais detalhes no Apêndice A.

### 5.3 Bimodalidade da população de galáxias

Nesta seção discutimos a caracterização das duas populações principais de galáxias que habitam o universo local. O ponto de partida é a definição das classes espectrais discutidas na seção anterior e na análise das propriedades físicas destas galáxias.

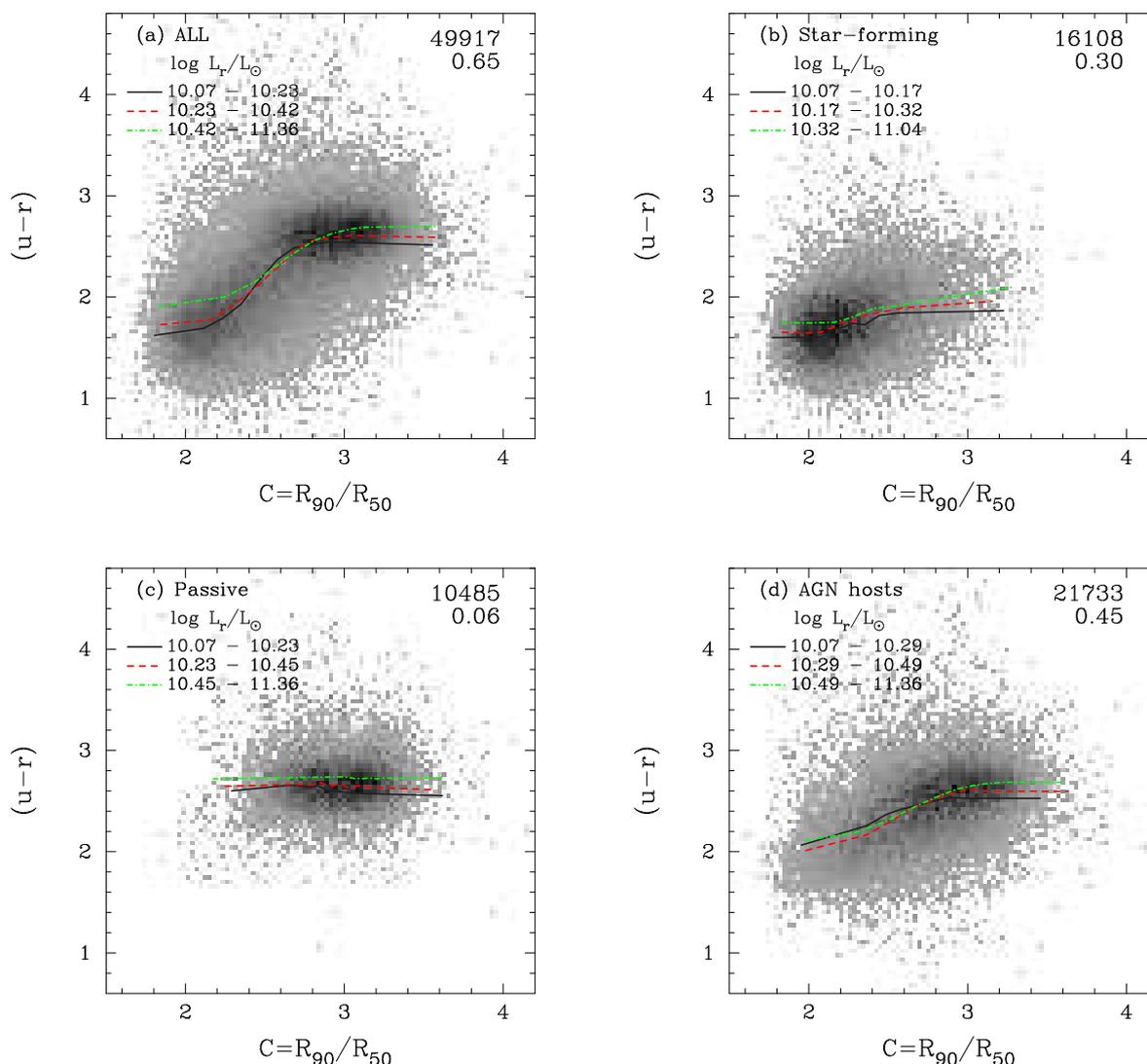


FIGURA 5.5 — Índice de concentração versus cor  $(u-r)$  para (a) todas as galáxias em nossa amostra e para as distintas classes espectrais (b-d). Os valores medianos da relação entre cor e índice de concentração em três intervalos de luminosidade na banda  $r$  contendo o mesmo número de objetos são mostrados como linhas distintas; os limites de cada intervalo são mostrados na legenda.

### 5.3.1 Tipos espectrais versus tipos estruturais

Estudos baseados nos dados do SDSS mostram que o índice de concentração,  $C$ , definido como a razão entre os raios de Petrosian que contêm 90% e 50% ( $R_{90}$  e  $R_{50}$ , respectivamente) do fluxo na banda  $r$ , pode ser usado para separar galáxias de tipos tardios e de tipos recentes (Shimasaku et al. 2001; Strateva et al. 2001; Goto et al. 2002). Esta idéia é baseada no fato que galáxias elípticas possuem perfis de luz mais concentrados no centro do que galáxias espirais (Morgan 1958).

Shimasaku et al. (2001) estudaram este parâmetro para uma amostra de galáxias brilhantes classificadas morfológicamente a partir dos dados do SDSS. Eles encontraram

uma forte correlação entre  $C$  e os tipos morfológicos, sugerindo que este parâmetro pode ser empregado na classificação de galáxias (veja também Doi, Fukugita & Okamura 1993; Abraham et al. 1994). Entretanto, estes autores também apontam que é difícil construir uma amostra contendo somente galáxias do tipo *early* com base apenas no índice de concentração, visto que há cerca de 20% de contaminação por galáxias de tipos tardios se utilizamos este parâmetro. Strateva et al. (2001) também estudaram a viabilidade do uso do índice de concentração para distinguir as galáxias. Estes autores adotam o valor  $C = 2,63$  como um separador morfológico (diferente do valor  $C \sim 3$  adotado por Shimasaku et al.). Por outro lado, sabemos que cores de galáxias são estimadores mais convencionais para definir o tipo de uma dada galáxia (e.g. Sandage 1986). Nesse sentido, Strateva et al. concentraram suas análises na cor  $(u - r)$ , encontrando que  $(u - r) = 2,22$  claramente separa galáxias de tipos morfológicos *early* (E, S0 e Sa) e *late* (Sb, Sc e Irr), sendo que essa cor também apresenta uma forte correlação com os tipos morfológicos de Hubble.

É interessante verificar como estes parâmetros associam-se com as classes espectrais definidas na seção 5.2. Na figura 5.5 mostramos a relação entre estes dois identificadores morfológicos —  $C$  e  $(u - r)$  — para todos os objetos em nossa amostra e para as galáxias discriminadas de acordo com nossas classes espectrais. Nesta figura também mostramos os valores medianos de  $(u - r)$  em função do índice de concentração para três intervalos de luminosidade na banda  $r$  contendo o mesmo número de objetos. Conforme obtido por outros estudos (e.g. Strateva et al. 2001), o índice de concentração e a cor  $(u - r)$  apresentam uma evidente correlação (quantificada pelo coeficiente de correlação não-paramétrica de Spearman,  $r_S = 0,65$ ) quando todos os objetos são considerados na análise. Galáxias com formação estelar também mostram uma fraca correlação entre estes dois parâmetros no sentido que objetos com formação estelar mais avermelhados tendem a ser mais concentrados que objetos azuis. Por outro lado, nenhuma correlação é obtida quando se considera as galáxias passivas; as cores destes objetos são quase independentes da concentração em todos os intervalos de luminosidade. Para as galáxias passivas em nossa amostra, obtemos os seguintes valores médios com as respectivas dispersões:  $\langle C \rangle = 2,96 \pm 0,08$  e  $\langle u - r \rangle = 2,71 \pm 0,22$ . Na figura 5.5 também notamos que galáxias passivas e galáxias com formação estelar são responsáveis pela distinção das duas populações principais de galáxias. A classe de galáxias com núcleos ativos é composta por uma mistura de galáxias azuis e vermelhas, com uma grande abrangência no eixo do parâmetro de concentração.

Na figura 5.6a-b mostramos as distribuições do índice de concentração e cor  $(u - r)$  para nossas classes espectrais (também incluímos as distribuições para os objetos sem classificação). Podemos notar nesta figura o claro domínio das galáxias SF na população de galáxias azuis e pouco concentradas; galáxias P, em contraste, compreendem uma significativa fração das galáxias mais vermelhas e concentradas de nossa amostra. Também notamos que galáxias com núcleos ativos (AGN *hosts*) ocupam uma posição intermediária

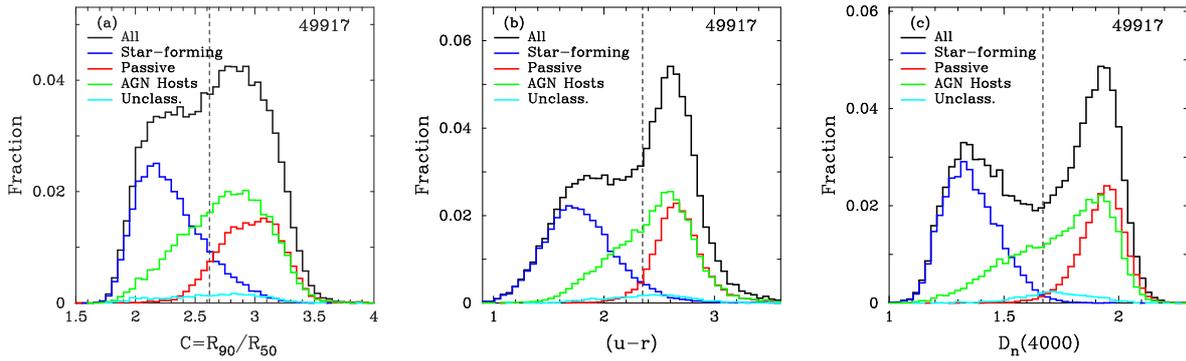


FIGURA 5.6 — Distribuições de (a) índice de concentração  $C$ , (b) cor  $(u - r)$  e (c) índice  $D_n(4000)$  para todos os objetos em nossa amostra (*All*) e para as classes espectrais compostas por galáxias com formação estelar (*Star-forming*), galáxias passivas (*Passive*) e galáxias com núcleos ativos (AGN *hosts*); também mostramos as distribuições para objetos sem classificação espectral (*Uncl.*). As linhas verticais tracejadas são os melhores separadores de populações obtidos quando consideramos as distribuições para galáxias SF e P.

em ambas as distribuições, mostrando a mistura de populações presente nesta classe espectral.

A partir das distribuições mostradas na figura 5.6, podemos obter valores “ótimos” que melhor separam as duas classes espectrais extremas representadas por galáxias SF e P. Segundo [Strateva et al. \(2001\)](#), podemos definir dois parâmetros, “confiança” (*reliability*) e “completeza” (*completeness*), que são utilizados para este fim. A confiança ( $\mathcal{R}_{\text{SF}}$  e  $\mathcal{R}_{\text{P}}$ , para as classes SF e P, respectivamente) é a fração de galáxias de uma dada classe espectral que é classificada corretamente através do uso do valor ótimo, enquanto a completeza ( $\mathcal{C}_{\text{SF}}$  e  $\mathcal{C}_{\text{P}}$ ) é a fração de todas as galáxias de uma dada classe espectral que são selecionadas com aquele valor. Neste sentido, obtemos os valores ótimos que maximizam o produto  $\mathcal{C}_{\text{SF}}\mathcal{R}_{\text{SF}}\mathcal{C}_{\text{P}}\mathcal{R}_{\text{P}}$  (c.f. [Baldry et al. 2004](#)). Encontramos que  $C = 2,62$  e  $(u - r) = 2,35$  são os melhores valores utilizados para separar galáxias SF e P (próximos aos valores obtidos por [Strateva et al.](#) para classificar galáxias entre tipos tardios e recentes). Os parâmetros de confiança e completeza (em porcentagem) são :  $\mathcal{R}_{\text{SF}} = 86,0$ ,  $\mathcal{R}_{\text{P}} = 89,8$ ,  $\mathcal{C}_{\text{SF}} = 93,0$  e  $\mathcal{C}_{\text{P}} = 80,3$  para o índice de concentração, e  $\mathcal{R}_{\text{SF}} = 93,6$ ,  $\mathcal{R}_{\text{P}} = 93,8$ ,  $\mathcal{C}_{\text{SF}} = 96,0$  e  $\mathcal{C}_{\text{P}} = 90,4$  para a cor  $(u - r)$ . Cabe ressaltar que não incluímos dependências com a luminosidade para obter os valores ótimos. Como mostrado por [Baldry et al. \(2004\)](#), o valor da cor que melhor divide as populações azul e vermelha possui uma dependência com a magnitude absoluta, diminuindo suavemente à medida que a luminosidade diminui.

Outro parâmetro utilizado para distinguir galáxias de tipo *early* e *late* é a quebra em 4000 Å, que possui valores pequenos para galáxias com populações estelares jovens e valores elevados para galáxias com estrelas velhas. Conforme descrito na seção 3.2.2, medimos este índice de acordo com a definição dada por [Balogh et al. \(1999\)](#), com o contínuo definido

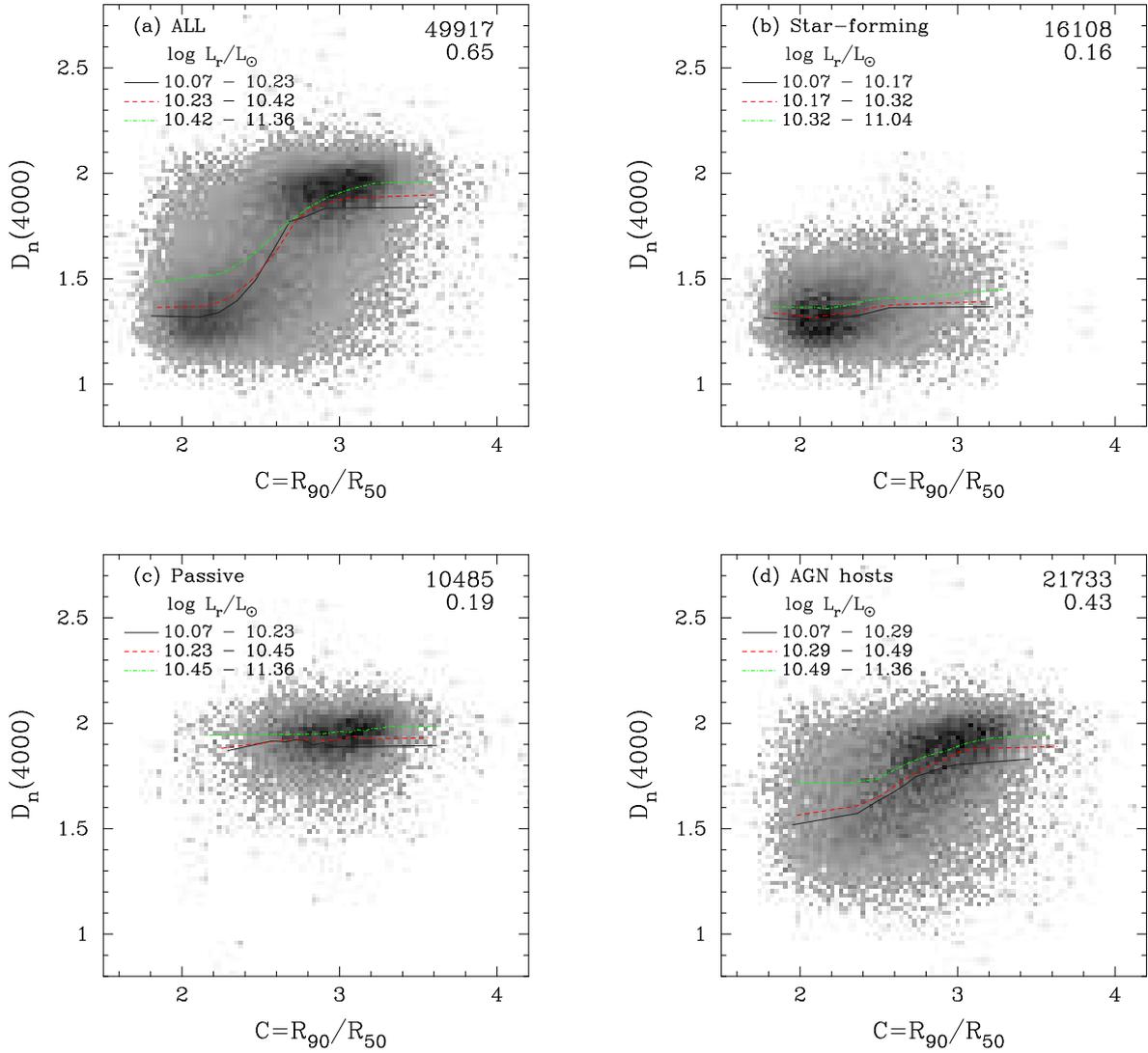


FIGURA 5.7 —  $D_n(4000)$  em função do índice de concentração para todas as galáxias em nossa amostra e para as classes espectrais. Também são mostrados o número de objetos em cada painel e o coeficiente de correlação de Spearman. Os valores medianos de  $D_n(4000)$  em função de  $C$  são mostrados para três intervalos de luminosidade.

pelas bandas em 3850 – 3950 e 4000 – 4100 Å. Na figura 5.6c mostramos a distribuição deste índice para as classes espectrais utilizadas neste trabalho. A distribuição bimodal é claramente notada neste parâmetro, com a linha divisória dada pelo valor ótimo  $D_n(4000) = 1,67$ , que separa galáxias SF e P. Este índice também apresenta os maiores valores dos parâmetros de confiança e completeza ( $> 98\%$ ).

Na figura 5.7 mostramos o índice  $D_n(4000)$  em função do índice de concentração e na figura 5.8 em função da cor ( $u-r$ ) para todas as galáxias de nossa amostra e para as classes espectrais analisadas aqui. Os valores medianos de  $D_n(4000)$  como função de  $C$  e ( $u-r$ ) para três intervalos de luminosidade também são mostrados como linhas de diferentes cores. Quando todas as galáxias são consideradas, o índice  $D_n(4000)$  mostra correlações com o

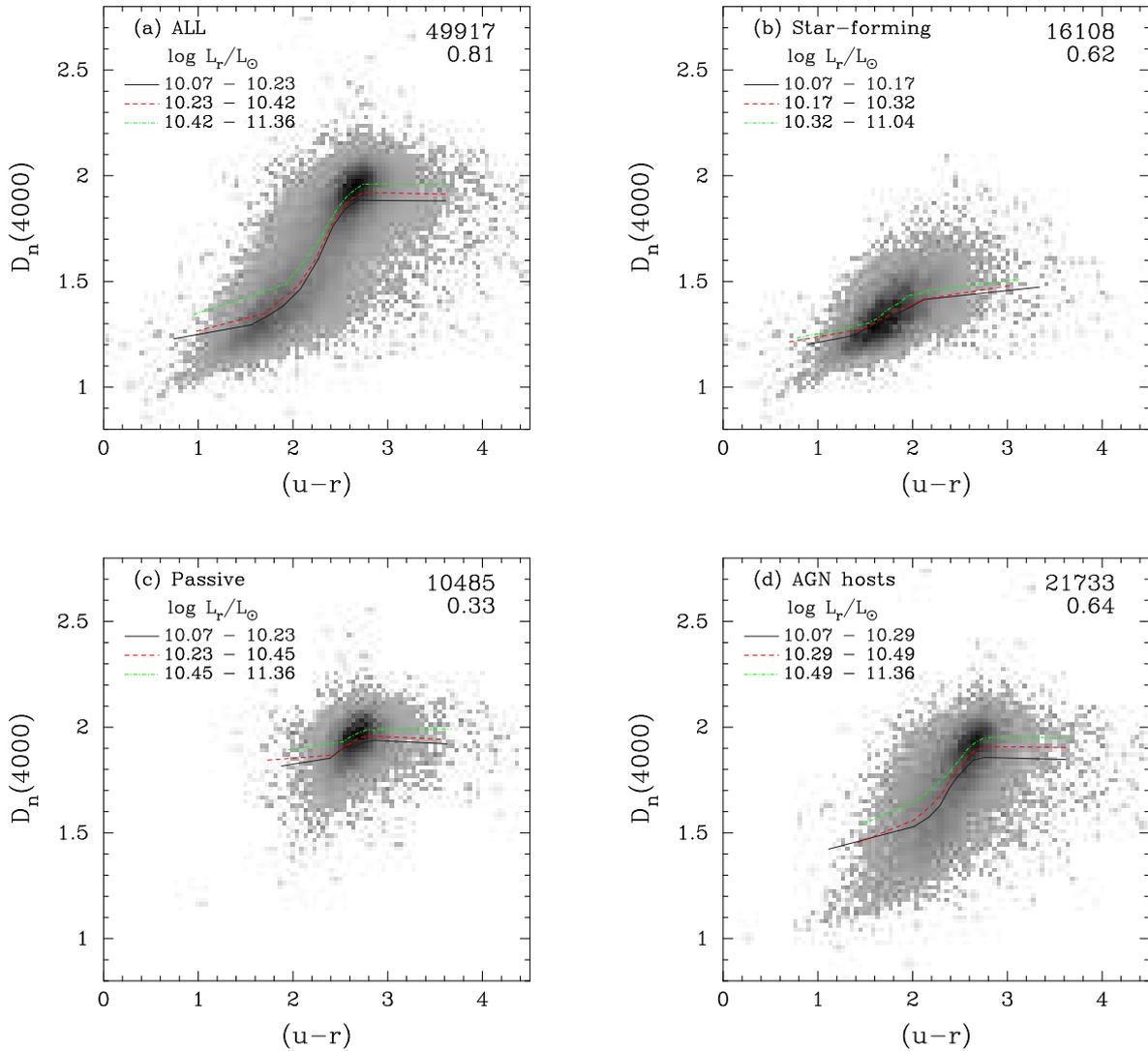


FIGURA 5.8 — Como na figura anterior, mas para  $D_n(4000)$  em função da cor  $(u-r)$ .

índice de concentração ( $r_S = 0,65$ ) e com a cor ( $r_S = 0,81$ ). Para galáxias SF, a correlação é significativa apenas com a cor ( $r_S = 0,63$ ), implicando que estas duas quantidades estão intimamente relacionadas para este tipo de galáxia. Uma explicação natural para esta relação é que populações estelares jovens e azuis são responsáveis pela manutenção da relação entre cor e  $D_n(4000)$  para galáxias SF. Por outro lado, o índice de concentração está associado com a forma ou estrutura da galáxia mais do que com as propriedades de suas populações estelares. A ausência de correlação entre  $C$  e  $D_n(4000)$  reflete que galáxias SF com idades estelares médias (ou  $D_n(4000)$ ) abrangem um grande intervalo de tipos morfológicos (ou concentração). Também notamos nas figuras 5.7 e 5.8 que galáxias passivas não mostram correlação significativa entre as quantidades investigadas aqui, enquanto galáxias com AGNs mostram correlações tanto com a cor quanto com o índice de concentração, refletindo a mistura de populações presente nesta classe espectral.

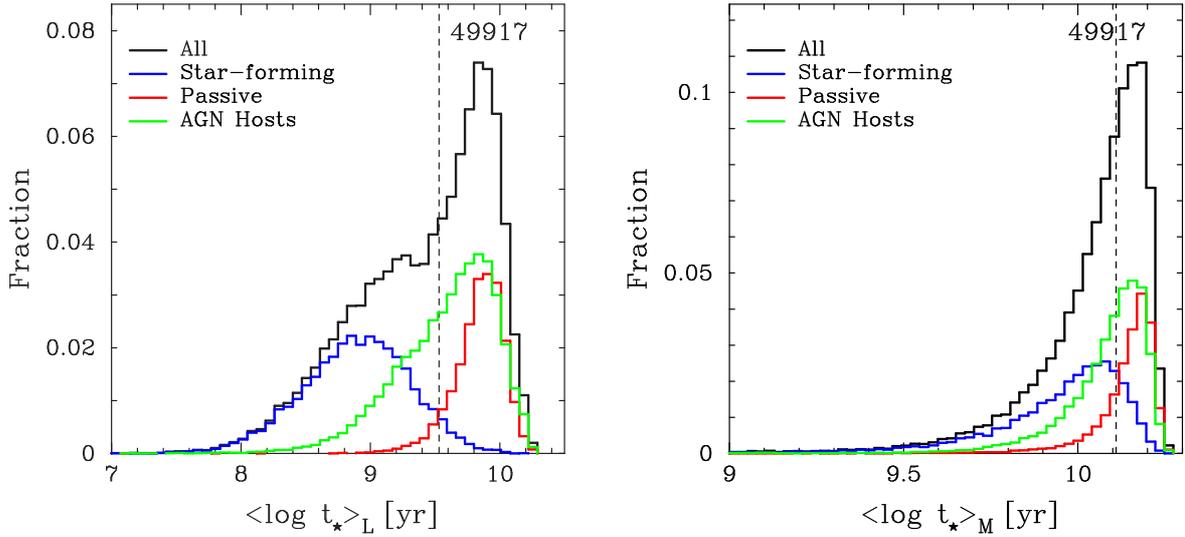


FIGURA 5.9 — Distribuição da idade estelar média ponderada por fluxo (à esquerda) e por massa (à direita) para toda a amostra e para as classes espectrais. As linhas verticais tracejadas no painel à esquerda é o valor ótimo que separa as distribuições de galáxias SF e P.

A partir das análises discutidas acima, concluímos que informações espectroscópicas (linhas de emissão e características espectrais, como a quebra em 4000 Å) proporcionam uma melhor separação entre as populações de galáxias SF e P comparado com parâmetros fotométricos, como o índice de concentração e a cor. Nossos resultados também indicam que galáxias com AGNs possuem um comportamento intermediário com respeito a estas duas populações. Além disso, daqui em diante consideraremos as galáxias SF e P como as populações extremas das distribuições de galáxias azuis e vermelhas. Utilizaremos o valor ótimo obtido para o índice  $D_n(4000)$  para definir as duas populações de galáxias que habitam o universo local, historicamente referidas como galáxias *early* e *late-type*.

### 5.3.2 Propriedades físicas das classes espectrais

Nesta seção, investigamos as propriedades dos principais parâmetros físicos derivados pelo método de síntese espectral para cada classe de galáxias definida na seção 5.2.

#### 5.3.2.1 Idade estelar média

A idade estelar média ponderada por fluxo de uma galáxia reflete a época de formação de estrelas massivas e brilhantes de tipos espectrais O e B, frequentemente associadas a surtos de formação estelar. Dessa forma, ela é fortemente afetada pela história de formação estelar recente de uma dada galáxia. Por outro lado, a idade média ponderada por massa é associada à época de formação das populações estelares que hoje contribuem significativamente para a massa estelar de uma dada galáxia. Conseqüentemente, ela reflete a história de

estabelecimento de massa de uma galáxia.

Na figura 5.9 mostramos as distribuições destas duas estimativas de idades estelares para todas as galáxias em nossa amostra e para as distintas classes espectrais. A distribuição para a idade ponderada por fluxo apresenta uma notável bimodalidade com galáxias SF e P em suas extremidades e a classe de AGN *hosts* ocupando uma posição intermediária. Para esta distribuição, obtemos que  $\langle \log t_{\star} \rangle_L \simeq 9,53$  é a idade que melhor divide as duas populações de galáxias (mostrado na figura como uma linha vertical tracejada). A distribuição de  $\langle \log t_{\star} \rangle_M$ , por outro lado, possui apenas um pico em idades elevadas, com valor mediano de cerca de 12,4 Gyr para a distribuição de todas as galáxias na amostra. Este resultado implica que as galáxias em nossa amostra, independente da classe espectral, possuem uma grande fração de suas massas estelares em populações estelares velhas. Dessa forma, a bimodalidade notada em algumas propriedades galácticas, como discutido anteriormente, está relacionada principalmente com quantidades ponderadas pelo fluxo. Em outras palavras, episódios recentes de formação estelar em galáxias SF, em contraste com a ausência de uma quantidade significativa de estrelas jovens em galáxias P, produz a distribuição bimodal notada na distribuição de  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$ , assim como nas distribuições de cor e  $D_n(4000)$ .

Conforme mostrado na figura 5.9, galáxias com AGNs constituem uma população intermediária. Investigamos o comportamento desta classe espectral de galáxias através da análise da distribuição da luminosidade da linha de emissão [O III] $\lambda$ 5007,  $L[\text{O III}]$  (que é considerada um traçador da “força” do AGN, e.g. [Kauffmann et al. 2003c](#)), como função da idade média ponderada por fluxo. Esta relação é mostrada na figura 5.10, onde mostramos os valores medianos de  $L[\text{O III}]$  como função de  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$  para três intervalos de luminosidade ; o valor ótimo da idade média que melhor separa as distribuições de galáxias SF e P é mostrada como uma linha vertical tracejada. A correlação entre estes dois parâmetros é significativa, no sentido que a luminosidade [O III] é baixa para galáxias com populações estelares velhas e possui valores medianos maiores para galáxias mais luminosas. Para as galáxias com  $\langle \log t_{\star} \rangle_L > 9,53$ ,  $L[\text{O III}]$  é praticamente constante, como indicado por seus valores medianos, sem apresentar dependência com a luminosidade das galáxias. Galáxias com AGNs compostas por populações estelares mais jovens possuem uma luminosidade [O III] diminuindo com a idade (veja também [Kauffmann et al. 2003c](#), para resultados similares). Em outras palavras, a figura 5.10 mostra que mesmo a classe espectral de galáxias com núcleos ativos apresenta uma distribuição bimodal : galáxias com populações estelares velhas possuem baixa luminosidade em [O III] e galáxias com populações estelares mais jovens possuem altos valores de  $L[\text{O III}]$ .

Para investigar este caráter bimodal da classe de galáxias com AGNs, dividimos estes objetos em três sub-classes de acordo com as propriedades de linhas de emissão.

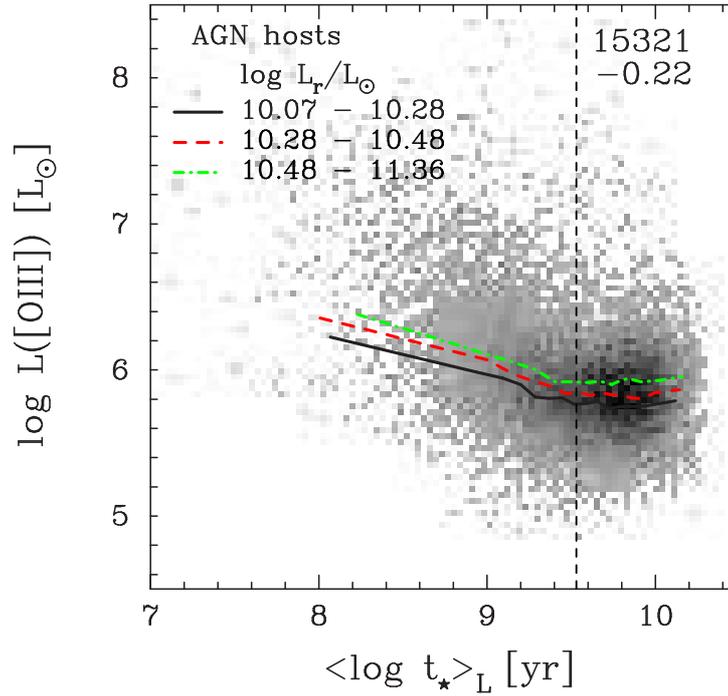


FIGURA 5.10 — Luminosidade da linha de emissão de  $[\text{O III}]\lambda 5007$  como função da idade estelar média ponderada por fluxo para a classe espectral de galáxias com AGNs. Os valores medianos de  $L[\text{O III}]$  em função da idade também são mostrados para três intervalos de luminosidade. A linha vertical tracejada indica o valor ótimo de idade que melhor separa as distribuições de galáxias SF e P.

O enfoque adotado aqui é similar ao utilizado por [Brinchmann et al. \(2004\)](#) e discutido no capítulo 3. As sub-classes definidas são : (i) galáxias ‘compostas’, que aparecem no diagrama BPT entre as curvas definidas por [Kauffmann et al. \(2003c\)](#) e [Kewley et al. \(2001\)](#); (ii) galáxias com núcleos ‘Seyfert 2’, localizadas no diagrama BPT acima da curva definida por Kewley et al.; e (iii) galáxias com AGNs de baixa luminosidade (LLAGN), que não aparecem no diagrama BPT pois possuem apenas as linhas de emissão  $[\text{N II}]$  e  $\text{H}\alpha$  medidas com  $S/N$  significativo, sendo classificadas pelo critério  $\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha) > -0,2$  (veja [Miller et al. 2003](#)). Na figura 5.11 mostramos a distribuição de  $\langle \log t_* \rangle_L$  para estas três sub-classes de galáxias, assim como para todas as galáxias nesta classe espectral. É interessante notar que as galáxias compostas, de um lado, e as galáxias com LLAGNs, de outro, ocupam os extremos da distribuição de idade para esta classe espectral. A maioria dos AGN *hosts* em nossa amostra é composta por galáxias com populações estelares velhas, representadas principalmente por galáxias LLAGN que apresentam baixos valores de luminosidade  $[\text{O III}]\lambda 5007$ . Concluimos a partir da relação  $L[\text{O III}]$  versus idade mostrada na figura 5.10 e das distribuições apresentadas na figura 5.11 que a atividade nuclear está intimamente relacionada com a atividade de formação estelar de uma galáxia, no sentido que galáxias com populações estelares mais jovens tendem a possuir núcleos ativos mais intensos.

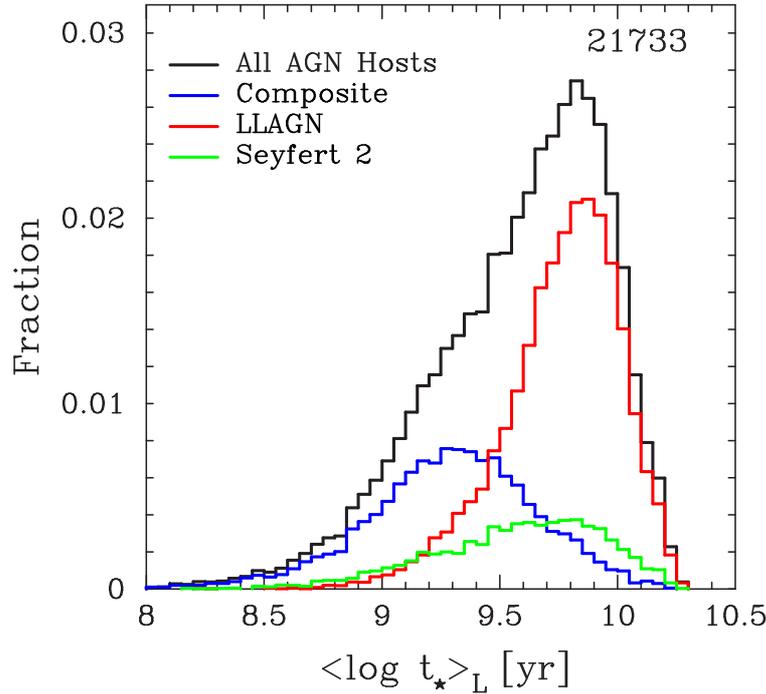


FIGURA 5.11 — Distribuição da idade estelar média ponderada por fluxo para as sub-classes de galáxias com AGNs (veja o texto para mais detalhes).

### 5.3.2.2 Massa estelar

A distribuição de massa estelar para nossa amostra é apresentada na figura 5.12. Tal como na figura 5.9, mostramos as distribuições para toda a amostra e para cada classe espectral. O valor que melhor divide as classes de galáxias SF e P é mostrado como uma linha vertical tracejada e corresponde a  $M_{\star} \sim 4,7 \times 10^{10} M_{\odot}$ . Os parâmetros de confiança e completude obtidos com este valor é de  $\sim 71\%$ . Este valor é maior que o obtido por [Kauffmann et al. \(2003b\)](#),  $3 \times 10^{10} M_{\odot}$ , associado a uma transição nas propriedades físicas de galáxias. Conforme discutido em [Cid Fernandes et al. \(2005\)](#), esta diferença não pode ser atribuída a diferenças na IMF. Kauffmann et al. utilizaram a IMF dada por [Kroupa \(2001\)](#), enquanto neste trabalho utilizamos a IMF dada por [Chabrier \(2003\)](#), as quais geram razões  $M/L$  praticamente idênticas, tal como mostrado por [Bruzual & Charlot \(2003\)](#).

Uma fonte de discrepância mais relevante está relacionada com os métodos utilizados para a determinação do valor de transição para a massa estelar. [Kauffmann et al. \(2003b\)](#) não utilizam quaisquer critérios objetivos para definir o valor de  $M_{\star}$  no qual as propriedades das galáxias mudam, enquanto neste trabalho utilizamos um procedimento robusto para determinar o valor da transição em  $M_{\star} \sim 4,7 \times 10^{10} M_{\odot}$ . Também verificamos se o uso de uma amostra limitada em volume em tal análise, com um corte em magnitude absoluta em  $M_r = -20,5$ , afeta a determinação do valor de massa estelar de transição, sendo responsável pela diferença discutida acima. Para investigar esta hipótese, determinamos a transição de

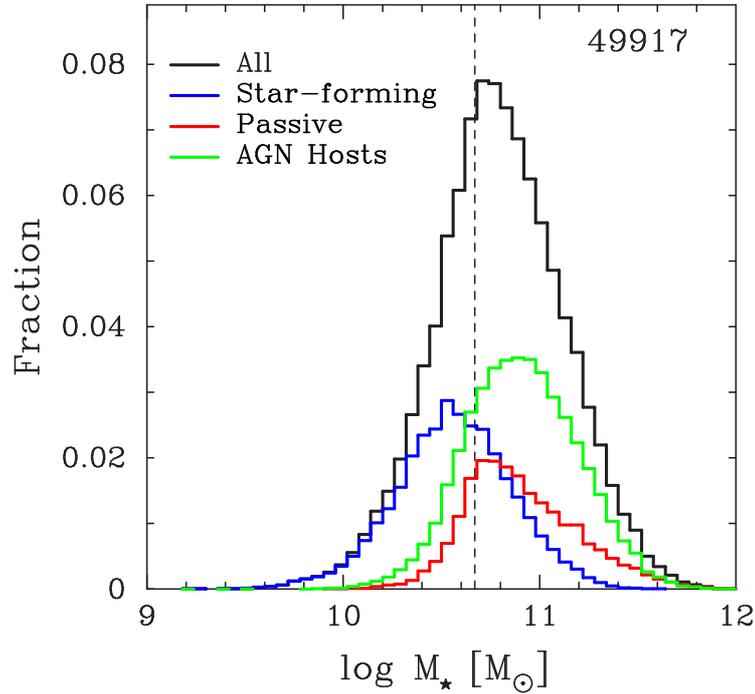


FIGURA 5.12 — Distribuição de massa estelar para todas as galáxias da amostra e para cada classe espectral. A linha vertical tracejada corresponde ao valor ótimo que separa galáxias SF e P.

massa estelar para a amostra limitada em fluxo discutida na seção 2.3.2. Este procedimento resultou num valor de  $M_*$  de transição ainda maior, correspondendo a  $M_* \sim 6,3 \times 10^{10} M_\odot$ .

Conforme antecipado na seção 3.1, a inclusão de SSPs com baixas metalicidades na base espectral leva a massas estelares mais altas. As estimativas de  $M_*$  feitas por Kauffmann et al. (2003b) são baseadas numa biblioteca de modelos de galáxias construída com  $Z \geq 0,25Z_\odot$ , enquanto a base de SSPs adotada neste trabalho inclui metalicidades até  $0,005Z_\odot$ . Esta diferença produz desvios sistemáticos entre as massas estelares obtidas por estes estudos. Em Cid Fernandes et al. (2005), onde utilizamos SSPs com  $Z \geq 0,2Z_\odot$ , mostramos que as massas estelares estimadas com o método de síntese espectral são cerca de 0,1 dex maiores que as obtidas por Kauffmann et al. (MPA/JHU). Repetimos esta comparação para as massas estelares estimadas com nossa nova base espectral e encontramos uma diferença maior de 0,2 dex. Conforme discutido em Cid Fernandes et al. (2005), parte desta diferença ( $\sim 0,1$  dex) pode ser atribuída a detalhes técnicos empregados na estimativa das massas estelares. A diferença restante é então atribuída à inclusão de SSPs de baixa luminosidade em nossa base espectral. Confirmamos esta hipótese através da análise dos resultados obtidos para uma base espectral sem as componentes com 0,002 e 0,005  $Z_\odot$ . Como previsto, os valores de  $M_*$  obtidos com esta base alternativa são somente cerca de 0,1 dex maiores que as massas estelares obtidas por Kauffmann et al. A transição obtida para esta base corresponde a  $M_* \sim 3,9 \times 10^{10} M_\odot$ .

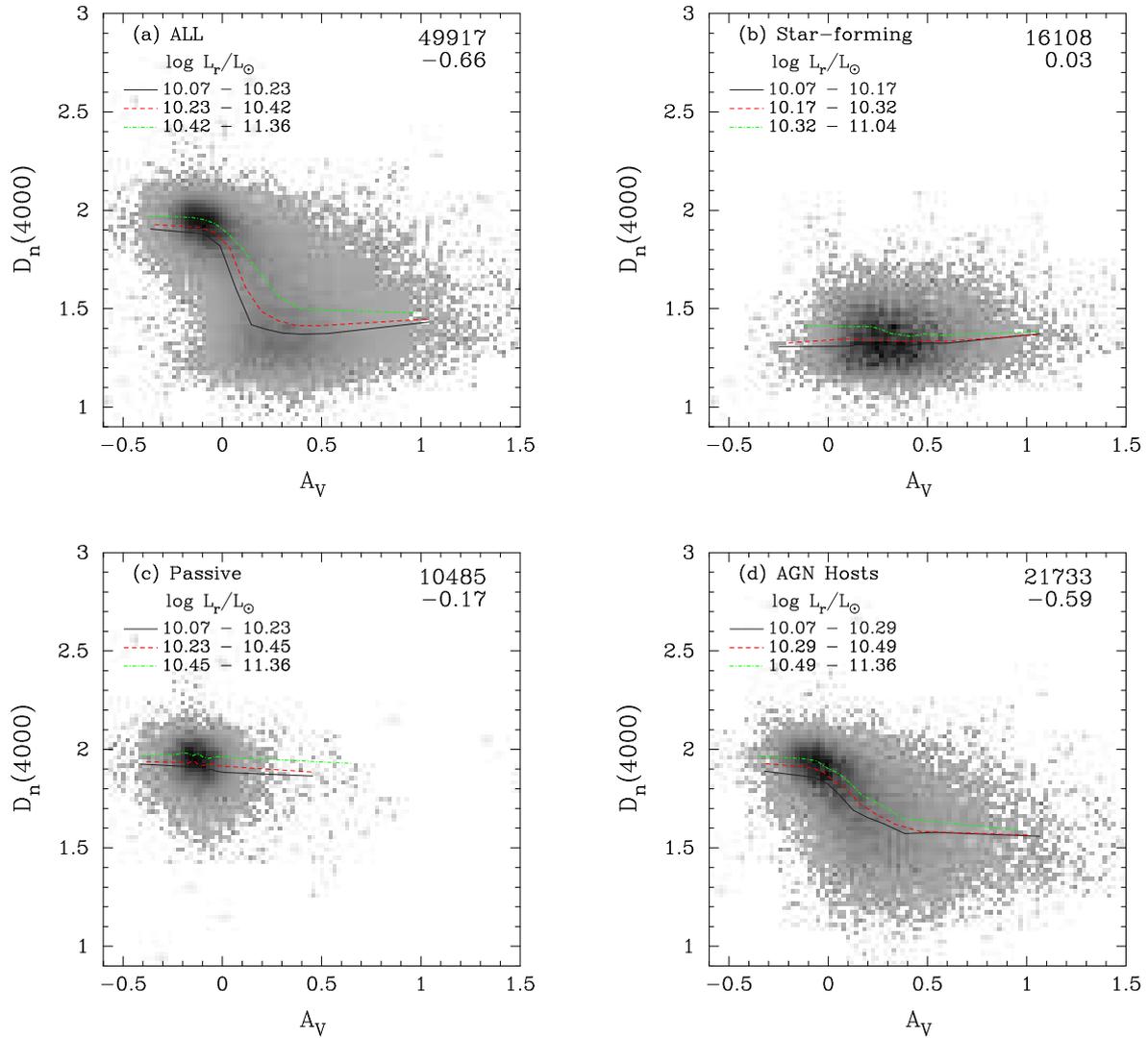


FIGURA 5.13 — Extinção estelar na banda  $V$  como função do índice  $D_n(4000)$  para (a) toda a amostra, (b) galáxias SF, (c) galáxias P e (d) galáxias com AGNs. Também são mostrados os valores medianos de  $A_V^*$  em função de  $D_n(4000)$  para três intervalos de luminosidade.

Dessa forma, a discrepância observada entre os valores das massas de transição obtidos aqui e em [Kauffmann et al. \(2003b\)](#) é devida a uma combinação de diferenças nas metodologias empregadas para definir o valor de transição e diferenças nas metalicidades dos modelos e SSPs utilizados como referência para a estimativa das massas estelares.

### 5.3.2.3 Extinção estelar

Outra importante característica associada aos processos físicos que ocorrem em galáxias é a quantidade de poeira presente no meio interestelar destes sistemas. O método de síntese espectral empregado neste trabalho estima este parâmetro através da obtenção da extinção da luz proveniente das estrelas pela poeira, parametrizada na banda  $V$ , ou

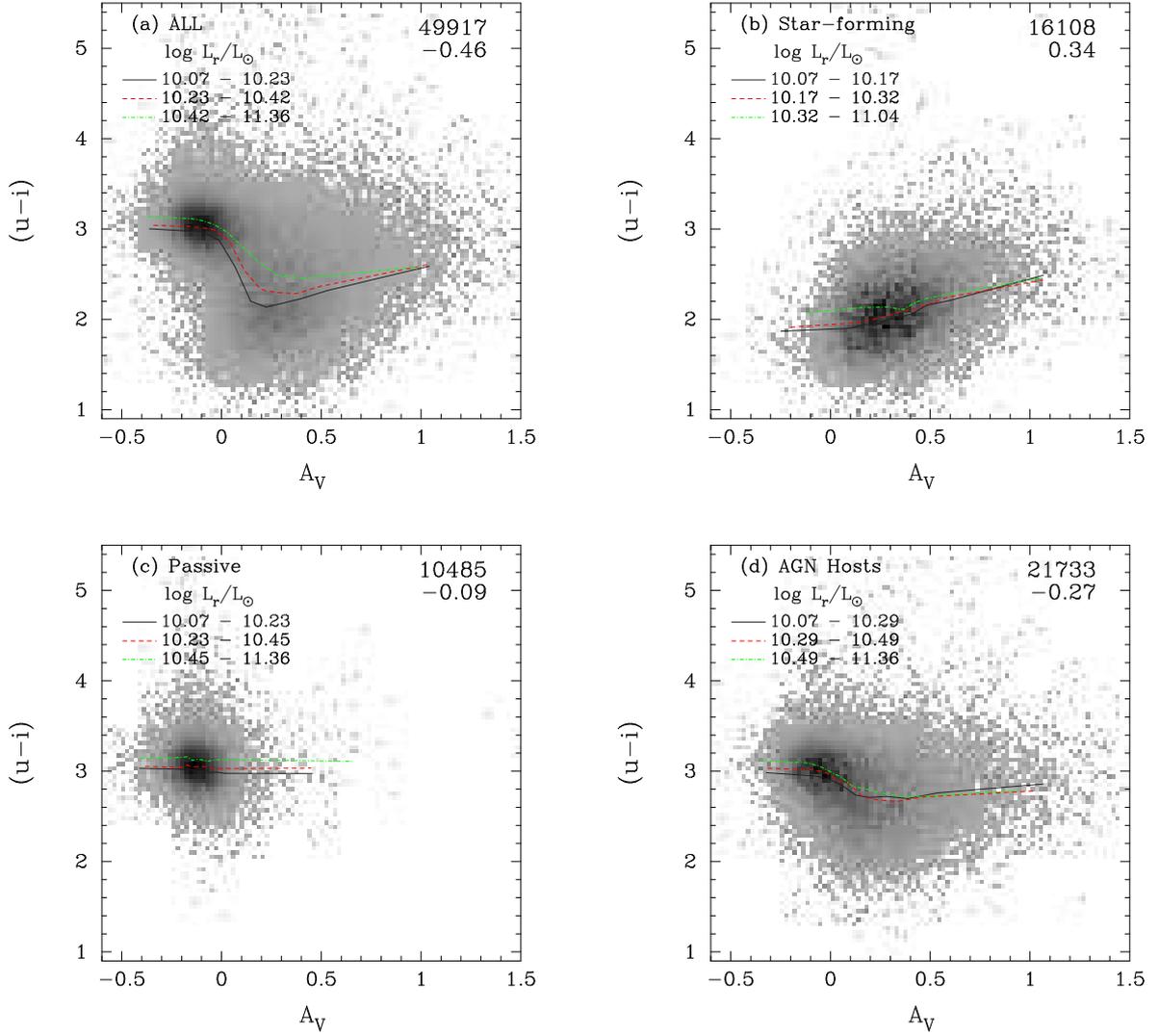


FIGURA 5.14 — Como na figura 5.13, mas agora com a cor  $(u - i)$  nas ordenadas.

seja, a extinção estelar  $A_V^*$ . Na figura 5.13 mostramos este parâmetro em função do índice  $D_n(4000)$ . Os resultados para toda a amostra são mostrados na figura 5.13a. Uma clara anticorrelação entre  $A_V^*$  e  $D_n(4000)$  é observada, com  $r_S = -0,66$ . A relação entre estas duas quantidades é melhor apreciada quando consideramos as galáxias separadas em cada classe espectral. Galáxias SF (figura 5.13b) não apresentam uma correlação significativa entre  $A_V^*$  e  $D_n(4000)$ , com  $r_S = 0,03$ , e galáxias P (figura 5.13c) exibem apenas uma pequena anticorrelação ( $r_S = -0,17$ ). Os valores medianos de  $A_V^*$  para as galáxias SF e P são  $0,33$  e  $-0,12$ , respectivamente. A relação entre  $A_V^*$  e  $D_n(4000)$  é fraca para galáxias SF e P, mas é bem significativa para galáxias com AGNs, conforme podemos notar na figura 5.13d. O coeficiente de correlação entre estas duas quantidades é  $-0,60$ . Não é fácil interpretar este resultado considerando que o espectro observado desta classe de objetos é composto pelo espectro de um AGN e a população estelar adjacente. Este comportamento reflete novamente a mistura de populações presente nesta classe espectral.

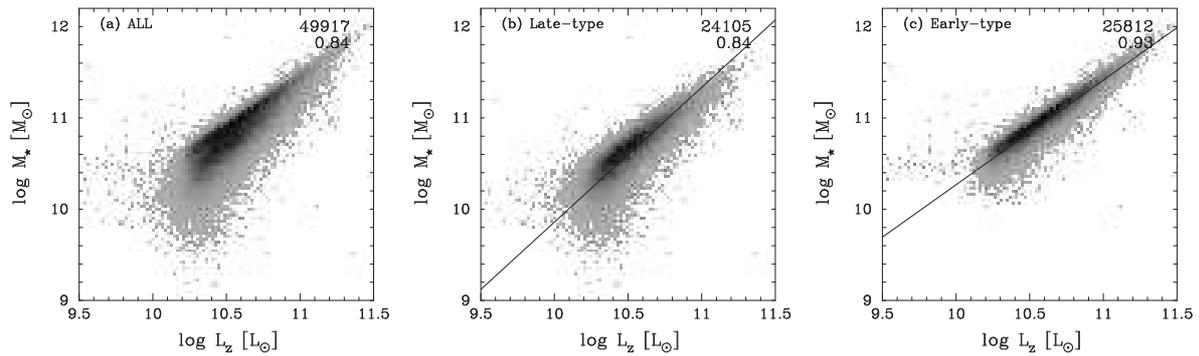


FIGURA 5.15 — Relação massa–luminosidade para (a) todas galáxias na amostra e para (b) galáxias *late-type* com  $D_n(4000) < 1,67$  e (c) galáxias *early-type* com  $D_n(4000) > 1,67$ . Linhas sólidas representam ajustes robustos para as relações.

Também é interessante verificar como as tendências discutidas acima comportam-se quando utilizamos as cores das galáxias ao invés da quebra em  $4000 \text{ \AA}$ . Isto é mostrado na figura 5.14 para a cor  $(u-i)$ . As relações entre a extinção estelar e a cor são, qualitativamente, bastante similares aos resultados obtidos para  $A_V^*$  e  $D_n(4000)$  quando todas as galáxias são consideradas. No entanto, no caso das galáxias SF a correlação torna-se mais forte com a cor (o coeficiente de Spearman é 0,33). Este resultado concorda com os obtidos por Stasińska et al. (2004) para a extinção nebular de galáxias espirais : a extinção aumenta com a cor da galáxia. Para as galáxias P, a pequena correlação antes observada entre  $A_V^*$  e  $D_n(4000)$ , desaparece no caso da cor  $(u-i)$ , conforme mostrado na figura 5.13c.

## 5.4 Discussão

### 5.4.1 Origem da distribuição bimodal

A bimodalidade da população de galáxias é facilmente observada no diagrama cor–magnitude, que mostra duas seqüências distintas formadas por uma componente azul, mais larga, e por uma componente vermelha, mais estreita (veja por ex. Baldry et al. 2004). Aqui investigamos a natureza da bimodalidade através da relação massa–luminosidade. A figura 5.15 mostra a massa estelar em função da luminosidade corrigida pela extinção na banda  $z$  (em unidades solares) para toda a amostra e para as duas principais populações de galáxias divididas de acordo com o valor  $D_n(4000) = 1,67$ . Ajustes lineares robustos para a relação massa–luminosidade para as duas seqüências formadas por estas populações resultam em :

TABELA 5.4 — Parâmetros de confiança e completeza para índice de concentração, cores  $(u - r)$  e  $(u - i)$ , índice  $D_n(4000)$ , idade estelar média ponderada por fluxo e massa estelar, obtidos para separar as distribuições de galáxias SF e P em nossa amostra.

Parâmetro	Valores ótimos	$\mathcal{R}_{\text{SF}}$	$\mathcal{R}_{\text{P}}$	$\mathcal{C}_{\text{SF}}$	$\mathcal{C}_{\text{P}}$	$\mathcal{C}_{\text{SF}}\mathcal{R}_{\text{SF}}\mathcal{C}_{\text{P}}\mathcal{R}_{\text{P}}$
$C$	2,62	86,0	89,8	93,0	80,3	57,6
$(u - r)$	2,35	93,6	93,8	96,0	90,4	76,2
$(u - i)$	2,68	91,7	95,2	96,7	88,2	74,4
$D_n(4000)$	1,67	98,8	98,2	98,6	98,1	93,9
$\langle \log t_\star \rangle_L$	9,53	94,8	92,9	95,4	92,0	77,3
$\log M_\star/M_\odot$	10,67	64,2	79,9	83,0	59,2	25,2

$$\log(M_\star/M_\odot) = -4,89 + 1,48 \log(L_z/L_\odot), \text{ para tipos tardios}$$

e

$$\log(M_\star/M_\odot) = -1,50 + 1,18 \log(L_z/L_\odot), \text{ para tipos recentes.}$$

Aqui, as duas seqüências de galáxias comumente observadas em diagramas cor–magnitude são bem caracterizadas com a relação para as galáxias *early-type* sendo mais inclinada que a relação para galáxias *late-type*. A seqüência de galáxias de tipo *early* também apresenta o melhor coeficiente de correlação ( $r_S = 0,93$ ) e menor espalhamento. Para galáxias de tipos tardios, o espalhamento observado na relação  $M_\star - L_z$  é associado ao grande intervalo de razões  $M/L$  e histórias de formação estelar apresentadas por estes objetos.

Recentemente, [Baldry et al. \(2004\)](#) encontraram que a variação na distribuição de cores das galáxias ocorre em  $(1 - 3) \times 10^{10} M_\odot$ , próximo ao valor de massa no qual as propriedades físicas das galáxias também mudam (ver [Kauffmann et al. 2003b](#)). No entanto, pela figura 5.15 notamos que outro parâmetro é necessário para obter uma melhor distinção entre as duas populações de galáxias caracterizadas pelas classes espectrais extremas representadas por galáxias SF e P. Por exemplo, o valor  $\log M_\star/M_\odot > 10,5$  seleciona quase todas as galáxias *early-type*, mas um considerável número de galáxias *late-type* massivas também são selecionadas utilizando-se somente este critério. De fato, tal como mostrado na tabela 5.4, os parâmetros de confiança e completeza para galáxias SF e P obtidos pelo valor ótimo  $\log M_\star/M_\odot = 10,67$  são menores que aqueles obtidos quando consideramos a idade estelar média para separar as populações de galáxias. Dessa forma, a massa estelar não está associada diretamente com o caráter bimodal da população de galáxias no universo local, reforçando a idéia de que a bimodalidade observada está relacionada com a presença de uma componente jovem em galáxias azuis de baixa massa.

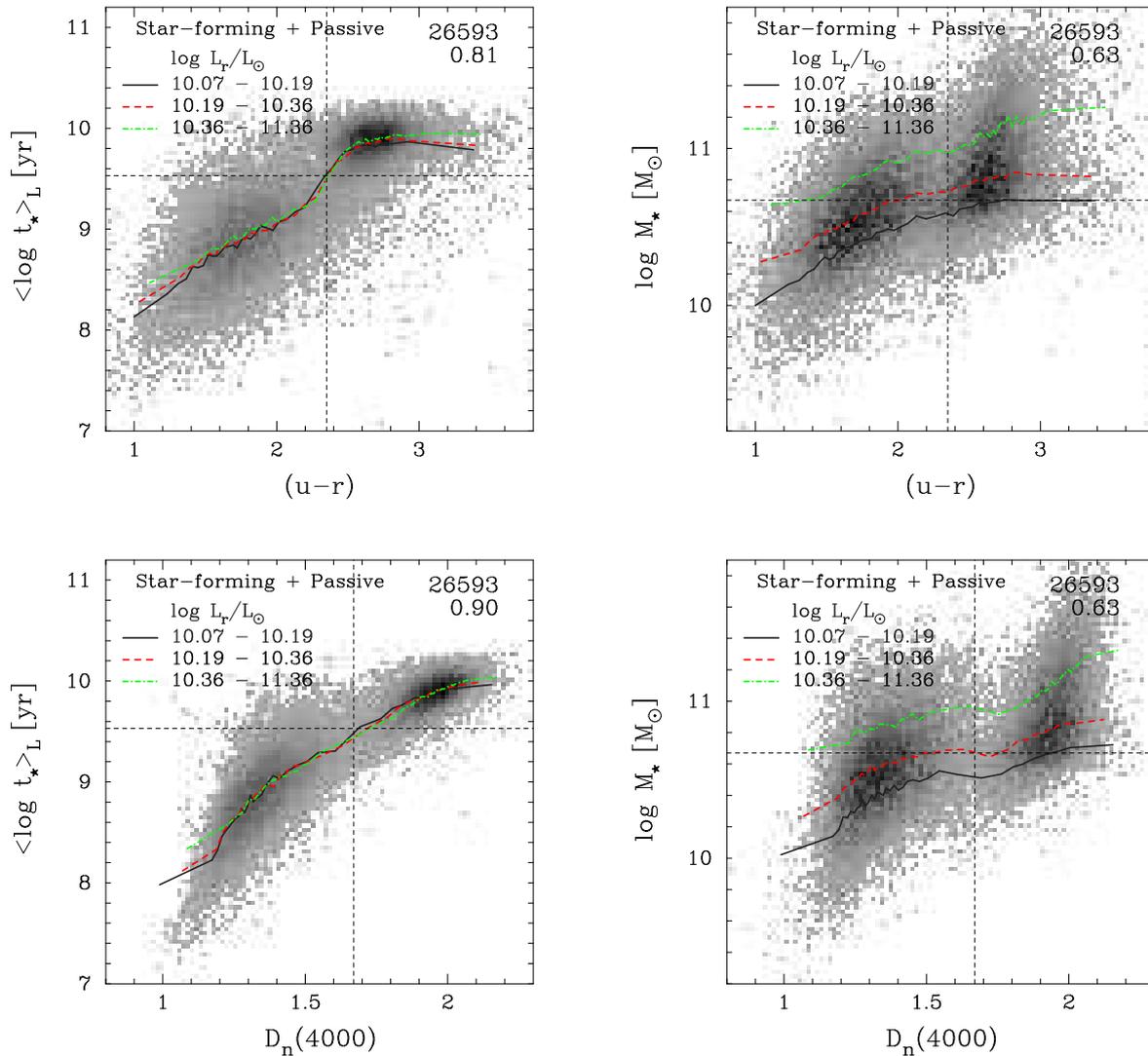


FIGURA 5.16 — Idade estelar média e massa estelar em função da cor  $(u - r)$  (painéis superiores) e índice  $D_n(4000)$  (painéis inferiores), para galáxias SF e P de nossa amostra. Também são mostrados o número de objetos e o coeficiente de correlação de Spearman para cada painel.

Outra forma de investigar este assunto é apresentada na figura 5.16, onde mostramos a cor  $(u - r)$  e o índice  $D_n(4000)$  em função da idade estelar média ponderada por fluxo e em função da massa estelar para galáxias SF e P. Os valores ótimos que dividem estas duas classes de galáxias são mostrados como linhas tracejadas, tanto para idade e massa quanto para cor e  $D_n(4000)$ . Os valores medianos de  $(u - r)$  e  $D_n(4000)$  em três intervalos de luminosidade também são mostrados.

Com a ajuda desta figura, analisamos a habilidade da idade estelar média em distinguir as populações de galáxias de uma forma mais eficiente do que a massa estelar. Considerando os valores ótimos da cor  $(u - r)$ , do índice  $D_n(4000)$ , de  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$  e de  $\log M_{\star}$ , para caracterizar as duas populações de galáxias, consideramos dois conjuntos de galáxias

*anormais* (localizadas nos quadrantes superior à esquerda e inferior à direita da figura 5.16) : galáxias *late-type* (por exemplo com  $D_n(4000) < 1,67$ ) com populações estelares velhas ou valores elevados de massa estelar, e galáxias *early-type* (com  $D_n(4000) > 1,67$ ) com idades estelares jovens ou pouco massivas. Encontramos que a fração de galáxias *late-type* ‘velhas’ em adição com a fração de galáxias *early-type* ‘jovens’ representa cerca de 6%, enquanto que a fração de galáxias *late-type* ‘gordas’ e galáxias *early-type* ‘magras’ representa cerca de 29%. Portanto, tomando um valor para caracterizar as duas populações de galáxias (representadas pelas classes espectrais de galáxias SF e P), por exemplo baseado no índice  $D_n(4000)$ , a fração daquelas galáxias “incomuns” é maior quando consideramos o valor ótimo obtido para massa estelar, em comparação com a fração reduzida destes objetos obtida quando utilizamos o valor  $\langle \log t_\star \rangle_L \simeq 9,53$ . Resultado similar é obtido quando consideramos todas as galáxias nesta análise.

Dessa forma, baseado nestes resultados, sugerimos que a bimodalidade da população de galáxias, freqüentemente observada em diagramas cor–magnitude, histogramas de cores ou na relação massa–luminosidade discutida acima, está relacionada com a presença de uma componente estelar jovem e luminosa em galáxias com formação estelar ativa, em contraste com o conteúdo estelar de galáxias passivas dominado por populações estelares velhas.

## 5.4.2 O papel da massa estelar

A cor de uma galáxia reflete sua história de formação estelar, que está relacionada com as populações estelares que observamos hoje. Por exemplo, uma galáxia que sofreu recentes surtos de formação estelar possuirá uma considerável fração de estrelas jovens e quentes que serão responsáveis pela grande fração da luz emitida. Por outro lado, eventos de fortíssima atividade de formação estelar ocorrida no passado manterá a fração de estrelas velhas sempre elevada, o que leva a galáxias com cores avermelhadas e espectros dominados por linhas de absorção.

Adicionalmente, também observamos que galáxias mais vermelhas tendem a ser mais massivas que galáxias azuis. Em outras palavras, galáxias passivas sem evidências de formação estelar são mais massivas que galáxias com formação estelar significativa. Desse modo, a massa estelar de uma dada galáxia está relacionada com a bimodalidade observada na distribuição de cor de galáxias próximas no sentido que somente galáxias de baixa massa parecem estar formando estrelas nos últimos bilhões de anos.

Investigamos esta tendência através da relação entre massa estelar e a idade estelar média ponderada por massa,  $\langle t_\star \rangle_M$ <sup>1</sup>, das galáxias em nossa amostra. Esta idade é associada à

<sup>1</sup>Aqui utilizamos  $\langle t_\star \rangle_M = 10^{\langle \log t_\star \rangle_M}$ .

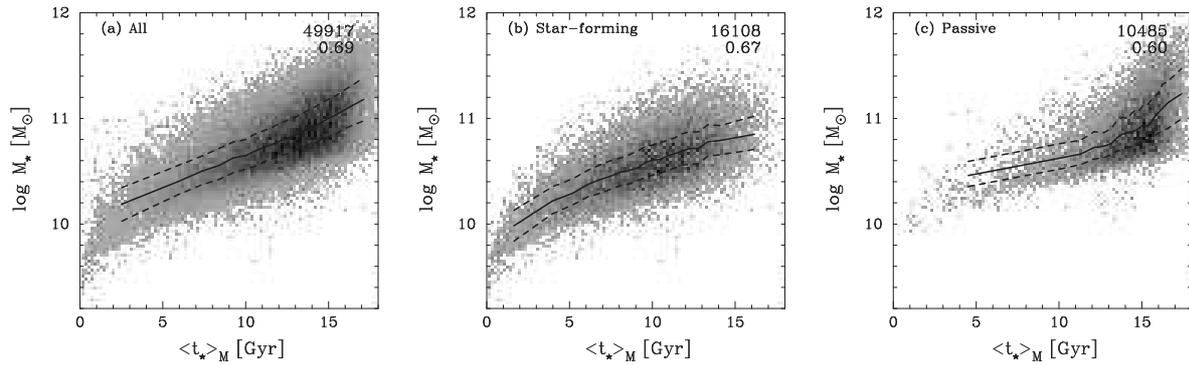


FIGURA 5.17 — Massa estelar em função da idade estelar média ponderada por massa para (a) todas galáxias em nossa amostra, (b) galáxias SF e (c) galáxias P. As linhas sólidas representam os valores medianos e quartis da massa estelar em intervalos de idade contendo o mesmo número de objetos.

época de formação das populações estelares que contribuem significativamente para a massa da galáxia. Na figura 5.17 apresentamos a relação entre  $M_*$  e  $\langle t_* \rangle_M$  (em Gyr), para (a) todas as galáxias em nossa amostra, (b) galáxias SF e (c) galáxias passivas. Há uma correlação evidente entre a massa em estrelas de uma galáxia e a idade  $\langle t_* \rangle_M$ , com um coeficiente de Spearman de  $r_S = 0,69$  no caso da amostra completa. Os valores medianos de massa em intervalos de idade contendo o mesmo número de objetos também são mostrados nesta figura. Note que a massa estelar mediana aumenta de  $1,4 \times 10^{10}$  para  $1,5 \times 10^{11} M_\odot$ , ao longo do eixo da idade. Este resultado é particularmente relacionado com a existência de uma fração dominante de galáxias passivas — com elevadas massas estelares e sem evidências de atividade de formação estelar recente — na região correspondente a idades mais velhas mostrada na figura 5.17c. Este resultado mostra que galáxias massivas formaram estrelas a uma taxa extremamente elevada em épocas mais remotas do que galáxias de baixa massa. Também é interessante notar que galáxias com formação estelar, que são as menos massivas de nossa amostra, têm formado estrelas que contribuem para sua massa estelar total nos últimos bilhões de anos.

É importante salientar que estamos utilizando uma amostra limitada em volume na construção desta figura. O limite em magnitude absoluta de  $M_r = -20,5$  (correspondendo a  $M_r^* + 1$ ) é suficientemente grande para a detecção de galáxias massivas em qualquer idade, mas galáxias de baixa massa e populações estelares velhas serão excluídas por efeitos de seleção. Para examinar este viés introduzido pela utilização de uma amostra limitada em volume, utilizamos as SSPs dadas por Bruzual & Charlot (2003) e determinamos, para cada idade e metalicidade, a massa estelar que resulta em uma magnitude de  $M_r = -20,5$ . Os resultados são mostrados na figura 5.18 para cada metalicidade sobre as relações  $M_*$  versus  $\langle t_* \rangle_L$  (à esquerda) e  $M_*$  versus  $\langle t_* \rangle_M$  (à direita) para nossa amostra. As linhas de  $M_*(t, Z)_{M_r=-20,5}$  traçam muito bem o envelope de pontos inferior no painel à esquerda da figura 5.18. Este envelope torna-se mais confuso quando usamos  $\langle t_* \rangle_M$ , mas o resultado

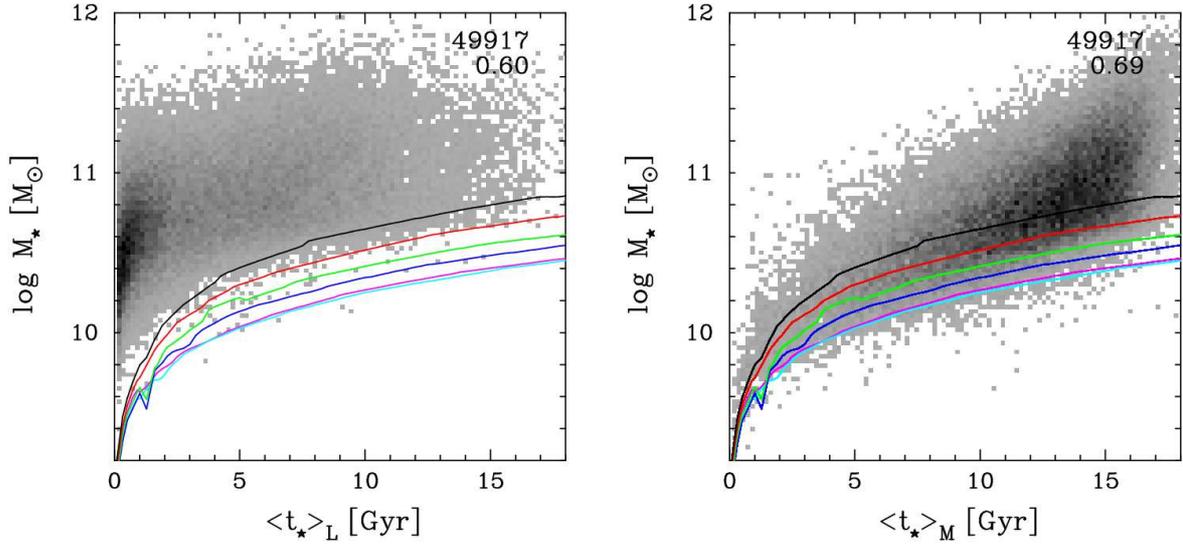


FIGURA 5.18 — Massa estelar em função da idade estelar média ponderada por fluxo (à esquerda) e por massa (à direita). As linhas sólidas representam a massa estelar para a qual uma SSP de idade  $\langle t_* \rangle_L$  possui uma magnitude absoluta na banda  $r$  de  $-20,5$ . Cada linha corresponde a uma metalicidade estelar distinta, de baixo para cima :  $Z = 0,005, 0,02, 0,2, 0,4, 1$  e  $2,5 Z_\odot$ .

geral permanece o mesmo. Com exceção de alguns casos, todas as galáxias nesta amostra situam-se acima destas linhas. Objetos de baixa massa e idades estelares velhas (como “anãs elípticas”) que povoariam a região no canto inferior direito dos diagramas são muito fracos para satisfazerem o critério de  $M_r < -20,5$ . Por outro lado, e talvez mais surpreendente, a inexistência de galáxias massivas com populações estelares jovens (principalmente notada na relação com  $\langle t_* \rangle_M$ ), que deveriam aparecer no canto superior esquerdo da figura 5.18, não possui relação com o efeito de seleção de nossa amostra. Como uma conclusão, observamos que galáxias massivas possuem essencialmente populações estelares velhas, enquanto que sistemas de baixa massa possuem populações jovens independentemente do limite em magnitude absoluta adotado neste trabalho.

Assim, seguindo estes resultados, inferimos que as propriedades físicas de galáxias são fortemente correlacionadas com sua época de formação (ou melhor dizendo, a época de “estabelecimento” de suas principais populações estelares); as galáxias mais massivas observadas hoje foram formadas (ou estabelecidas) muito antes que as galáxias atualmente ricas em gás e de baixa massa estelar. Isto implica que a distribuição bimodal notada em algumas das propriedades de galáxias é um efeito evolucionário produzido pelas distintas épocas de formação das galáxias, conjuntamente com diferentes modos pelo qual a massa estelar foi estabelecida nas galáxias (surtos violentos, eventos intermitentes de formação estelar ou histórias de formação estelar mais contínuas).

### 5.4.3 “*Downsizing*” na formação de galáxias

Em um cenário de formação estelar com viés (e.g. [Cen & Ostriker 1993](#)), galáxias massivas são formadas nos picos mais elevados do campo de flutuações de densidade. Neste cenário, galáxias massivas formadas em altos *redshifts* tendem a povoar regiões de alta densidade associadas com aglomerados de galáxias e grupos ricos observados hoje. De fato, [Kodama et al. \(2004\)](#) em uma análise fotométrica de galáxias selecionadas pela cor em regiões de alta densidade em  $z \sim 1$ , mostraram que processos de formação de galáxias, incluindo o estabelecimento de massa e formação estelar, ocorreram rapidamente e completaram-se bem antes em sistemas massivos, enquanto que em galáxias de baixa massa estes processos (pelo menos a formação estelar) são mais lentos.

Este cenário de formação de galáxias, no qual galáxias mais massivas são formadas em altos *redshifts* (cenário de *downsizing*) foi inicialmente proposto por [Cowie et al. \(1996\)](#), os quais encontraram que a luminosidade máxima (ou massa) de galáxias passando por surtos rápidos de formação estelar tem diminuído de  $z > 1$  até hoje. Recentemente, diversos resultados observacionais têm suportado esta idéia através da sugestão de que galáxias mais massivas formaram o grosso de suas estrelas nos primeiros  $\sim 3$  Gyr da história do Universo ([McCarthy et al. 2004](#); [Kodama et al. 2004](#); [Juneau et al. 2005](#), entre outros).

Assim, mesmo em  $z \sim 1$  deveria existir uma população de galáxias vermelhas e massivas, e uma população composta por galáxias azuis de baixa massa com formação estelar ativa. Recentemente, evidências para esta distribuição bimodal das propriedades de galáxias a este *redshift* (pelo menos da cor) foram encontradas por diferentes autores usando-se distintos enfoques e dados observacionais ([Bell et al. 2004](#); [Wiegert, de Mello & Horellou 2004](#); [Weiner et al. 2005](#)).

No universo local, a bimodalidade das propriedades galácticas foi inicialmente notada na distribuição de cor das galáxias do SDSS ([Strateva et al. 2001](#)) e nas propriedades de formação estelar das galáxias observadas pelo 2dFGRS ([Madgwick et al. 2002](#)). Durante os últimos anos, muitos trabalhos têm buscado analisar a dependência com a massa estelar das propriedades das galáxias. Por exemplo, [Kauffmann et al. \(2003b\)](#) mostram que para uma massa estelar acima de  $3 \times 10^{10} M_{\odot}$  há um rápido aumento da fração de galáxias com populações estelares velhas, elevadas densidades superficiais de massa e altas concentrações típicas de bojos. Estes resultados, e outros similares baseados nas propriedades de galáxias com formação estelar ([Brinchmann et al. 2004](#)), juntamente com nossos resultados derivados da análise da distribuição da idade estelar média ponderada por massa de galáxias, estão em perfeito acordo com o cenário de *downsizing* proposto por [Cowie et al. \(1996\)](#).

Não obstante às numerosas razões observacionais para se acreditar neste cenário, ele ainda é muito confuso quando assumimos a hierarquia na formação de galáxias (cenário

*bottom-up*) de modelos  $\Lambda$ CDM, que prevêem sistemas menores colapsando antes e levando à subsequente formação de galáxias massivas por meio de capturas destes sistemas já colapsados. Por outro lado, o cenário de *downsizing* ainda requer significativas melhorias principalmente no que concerne à formação de galáxias e processos afins ocorridos desde  $z = 1$ , como notado por [Hammer et al. \(2005\)](#). Neste ponto, é importante salientar o avanço recente dos modelos semi-analíticos de formação de galáxias baseados em aglomerações hierárquicas utilizados para explicar algumas propriedades observacionais de galáxias, tal como a bimodalidade na distribuição de cor (e.g. [Menci et al. 2005](#)). Neste cenário, fusões e histórias de formação estelar distintas para os progenitores com massas diferentes levam a uma origem em alto  $z$  para a bimodalidade observada nas propriedades de galáxias até  $z \sim 1$ , particularmente durante a formação e fusão de seus progenitores.

Apesar dos possíveis cenários de evolução galáctica e o atual status do *downsizing* na formação de galáxias, aqui mostramos que o método de síntese espectral discutido em [Cid Fernandes et al. \(2005\)](#) possibilita-nos investigar a história de formação estelar de galáxias próximas e fazer uma associação entre estes objetos e seus progenitores, que têm sido explorados pelos atuais levantamentos de galáxias em altos *redshifts*.

## 5.5 Sumário

Neste capítulo investigamos a bimodalidade observada na população de galáxias do universo local através de uma análise das propriedades espectrais de galáxias do SDSS. Utilizamos os parâmetros físicos obtidos pela aplicação de um método de síntese espectral a uma amostra de cerca de 50 mil galáxias. As galáxias são classificadas de acordo com suas propriedades de linhas de emissão em três grupos distintos : galáxias com formação estelar, galáxias passivas e galáxias com núcleos ativos. A bimodalidade das propriedades galácticas são investigadas com base nestas classes espectrais. Os principais resultados apresentados neste capítulo podem ser resumidos nos seguintes itens :

1. A bimodalidade observada na população de galáxias pode ser representada por duas classes espectrais extremas, correspondendo a galáxias com formação estelar normal de um lado, contendo populações estelares jovens e preferencialmente de baixa massa, e galáxias passivas de outro, sem evidências de atividade de formação estelar recente e povoadas por estrelas velhas.
2. Numa posição intermediária, estão as galáxias com núcleos ativos, que constituem uma mistura de galáxias com populações estelares distintas. Entretanto, esta classe espectral também apresenta um comportamento bimodal quando consideramos a luminosidade da linha de emissão  $[\text{O III}]\lambda 5007$ , no qual galáxias com populações jovens apresentam

elevados valores de  $L([\text{O III}])$  e galáxias com populações mais velhas possuem baixa luminosidade ( $L([\text{O III}]) < 10^6 L_{\odot}$ ) independentemente da idade média de suas populações estelares.

3. Como um resultado principal, obtemos que a idade estelar média ponderada por fluxo é o parâmetro que melhor descreve a bimodalidade observada na população de galáxias.
4. A massa estelar, neste cenário, possui um papel adicional no sentido que a maior parte das galáxias com formação estelar significativa no universo local são sistemas de baixa massa. Nossos resultados também reforçam a idéia de *downsizing* na formação de galáxias, onde galáxias massivas observadas hoje pararam de formar estrelas a mais de 10 bilhões de anos atrás.

Neste trabalho exploramos uma fração do arsenal de parâmetros físicos obtidos pelo método de síntese espectral, com o objetivo de rever o caráter bimodal da população de galáxias. No próximo capítulo será dada ênfase na dependência ambiental das propriedades físicas de galáxias com o intuito de complementar os resultados discutidos aqui.

## Capítulo 6

# Ecologia de galáxias

“*Nature versus Nurture is dead. Long live nature via nurture.*”

Matt Ridley<sup>1</sup>

Neste capítulo, investigamos a dependência ambiental das propriedades das populações estelares de galáxias no universo local. As quantidades físicas relacionadas com o conteúdo estelar das galáxias foram derivadas a partir da aplicação do método de síntese espectral para uma amostra limitada em volume contendo cerca de 50 mil galáxias do SDSS. Idades e metalicidades estelares médias, além de massa em estrelas, são obtidas por este método e usadas para caracterizar as populações estelares de galáxias. O ambiente é definido através de um estimador de densidade local de galáxias baseado na distância ao vizinho mais próximo. Recuperamos a relação entre formação estelar e densidade em termos da idade estelar média, que se correlaciona fortemente com parâmetros derivados da linha de emissão de  $H\alpha$ . Obtemos comportamentos distintos para esta relação quando dividimos as galáxias de acordo com a luminosidade ou com a massa estelar. Esta relação é notável em todos os intervalos de luminosidades considerados. Por outro lado, somente para um intervalo de massa estelar intermediário (associado a uma transição nas propriedades das galáxias) a relação apresenta uma variação da idade com a densidade. Estes comportamentos distintos estão associados a um aumento das massas estelares de galáxias em ambientes mais densos. Além disso, a relação SFR–densidade resulta de uma prevalência de sistemas massivos em ambientes de alta densidade, independentemente da luminosidade, com um ingrediente adicional definido pela observação de um *downsizing* na formação de galáxias, no qual a formação estelar no Universo é deslocada de galáxias massivas em altos *redshifts* para galáxias de baixa massa que observamos hoje. Finalmente, nossos resultados suportam que um caminho natural para a evolução de galáxias procede via efeitos ambientais que dominaram principalmente em altos *redshifts*.

## 6.1 Introdução

O ambiente possui um papel fundamental na definição dos trajetos evolutivos seguidos pelas galáxias. É bem conhecido que as populações de galáxias mudam de acordo com o ambiente em que elas são encontradas. A evidência mais clássica desta dependência ambiental é a relação morfologia–densidade (e.g. Dressler 1980; Whitmore, Gilmore & Jones 1993). A fração de galáxias com distintos tipos morfológicos (essencialmente espirais, lenticulares e elípticas) correlaciona-se fortemente com a densidade local de galáxias, com ambientes de alta densidade sendo povoados principalmente por galáxias do tipo *early*. Isto está relacionado com a dependência da fração de galáxias que apresentam atividade

---

<sup>1</sup>Matt Ridley, zoólogo e escritor britânico, é autor do livro *Nature Via Nurture : Genes, Experience, and What Makes us Human* (2003). Algumas discussões feitas neste capítulo foram parcialmente inspiradas pelo conceito de *Nature via Nurture*.

de formação estelar com o ambiente, baseado na presença ou não de linhas de emissão, como H $\alpha$  e [O II], em seus espectros (e.g. Hashimoto et al. 1998; Carter et al. 2001; Mateus & Sodré 2004). Esta dependência também está intrinsicamente relacionada com o cont duo gasoso reduzido de galáxias em regiões densas (Solanes et al. 1996; Bravo-Alfaro et al. 2000; Goto et al. 2003).

Estudos recentes têm mostrado que a taxa de forma o estelar de galáxias   o parâmetro mais sensível ao ambiente, diminuindo fortemente em regiões de alta densidade associadas com aglomerados de galáxias (e.g. Lewis et al. 2002; Gómez et al. 2003; Rines et al. 2005), enquanto que parâmetros estruturais são pouco afetados pelo ambiente das galáxias (Kauffmann et al. 2004). A rela o ambiente–SFR também possui uma dependência com a luminosidade, sendo mais importante para galáxias mais fracas (Tanaka et al. 2004). Porém, quando restringimos as análises somente a galáxias com forma o estelar, o valor mediano da SFR desta classe de objetos não varia com o ambiente, embora a fra o de tais galáxias diminua quando observamos regiões de mais alta densidade (Balogh et al. 2004).

A forma mais fácil para explicar estas rela es   assumir que as propriedades das galáxias (principalmente aquelas relacionadas com os processos de forma o estelar e cont duo gasoso) são afetadas pelo ambiente que uma galáxia habita através de mecanismos físicos bem conhecidos que atuam sobre as galáxias. Este caminho, relacionado diretamente com o ambiente, d  origem a uma perspectiva “ecológica” (ou *nurture*) para a evolu o de galáxias.<sup>2</sup> De fato, diversos mecanismos físicos já foram propostos e estudados para explicar as rela es discutidas acima. Intera es entre o meio intragal ctico e o meio intergaláctico, incluindo remo o e evapora o do gás (*ram pressure stripping*; Gunn & Gott 1972; Fujita & Nagashima 1999; Vollmer et al. 2001) e a supressão da acre o de materiais ricos em gás da vizinhança de uma galáxia (*starvation*; Larson, Tinsley & Caldwell 1980; Bekki, Couch & Shioya 2001), são mecanismos t picos que poderiam afetar as propriedades de forma o estelar de galáxias capturadas por sistemas massivos.

Outro caminho pelo qual a evolu o de galáxias prossegue está relacionado com as condi es iniciais estabelecidas durante a sua época de forma o, que poderiam, em princípio, explicar as rela es entre as propriedades galácticas e o ambiente. Este caminho d  origem a uma perspectiva “natural” (*nature*) que rege a evolu o de galáxias. Como   esperado num cenário de forma o de galáxias com viés (*biased*) (e.g. Cen & Ostriker 1993), galáxias massivas são formadas preferencialmente em regiões de alta densidade numa época remota; em contraste, galáxias de baixa massa seriam formadas mais tarde com uma distribui o mais estendida no campo de densidade. Dessa forma, neste cenário existe, naturalmente, uma rela o entre a época de forma o (ou massa) e o ambiente definido pela densidade local de galáxias. De fato, modelos hierárquicos de forma o de galáxias

<sup>2</sup>Em Biologia, ecologia   o estudo das rela es entre um organismo e o ambiente que habita.

têm atingido um certo grau de sucesso na reprodução da relação morfologia–densidade (e.g. [Benson et al. 2001](#)), demonstrando que esta relação existe mesmo quando os mecanismos físicos mencionados anteriormente não são considerados. Além disso, estudos baseados em dados de galáxias em altos *redshifts* (e.g. [Cowie et al. 1996](#); [Kodama et al. 2004](#); [Juneau et al. 2005](#), e outros) e também para galáxias no universo local ([Kauffmann et al. 2003b](#); [Heavens et al. 2004](#); [Mateus et al. 2006a](#)) mostram que a existência de um *downsizing* na formação de galáxias é extremamente importante em análises que envolvem as propriedades de formação estelar de galáxias (ver discussão no capítulo anterior). Estes resultados sugerem que galáxias massivas pararam de formar estrelas há muito tempo atrás, enquanto que sistemas de baixa massa constituem uma grande fração entre as galáxias com formação estelar recente. Estas tendências também são reproduzidas por simulações de alta resolução publicadas recentemente (e.g. [Weinberg et al. 2004](#)) e modelos semi-analíticos de formação de galáxias (e.g. [Menci et al. 2005](#); [de Lucia et al. 2005](#)). No entanto a origem física do *downsizing* continua sendo um assunto de debate (e.g. [de Lucia et al. 2005](#); [Bundy et al. 2006](#), entre outros).

Neste capítulo, discutiremos a formação e evolução de galáxias através da investigação do papel do ambiente sobre as propriedades das populações estelares de galáxias no universo próximo. Outros trabalhos têm proporcionado uma melhor compreensão deste assunto através de abordagens distintas (e.g. [Kauffmann et al. 2004](#); [Thomas et al. 2005](#); [Poggianti et al. 2005](#)). Aqui utilizaremos os resultados da aplicação do método de síntese espectral a uma amostra de galáxias limitada em volume extraída do SDSS. Este método, conforme discutido no capítulo 3, é capaz de recuperar importantes propriedades físicas de galáxias a partir de seus espectros, incluindo idades estelares médias, metalicidades estelares médias e massa estelar, além de uma lista de parâmetros úteis na caracterização das propriedades das populações estelares de galáxias. Os detalhes deste método são discutidos em [Cid Fernandes et al. \(2005\)](#) e seus resultados foram recentemente utilizados por [Mateus et al. \(2006a\)](#), onde estudamos a bimodalidade da população de galáxias (ver capítulo 5).

Este capítulo é organizado como se segue. Na seção 6.2 descrevemos brevemente os dados, a amostra e o método de síntese espectral utilizados em nossas análises. Na seção 6.3 descrevemos alguns parâmetros relacionados com a atividade de formação estelar de galáxias que serão discutidos neste trabalho e na seção 6.4 definimos o ambiente de uma galáxia através da densidade local de galáxias. Na seção 6.5 investigamos a dependência ambiental das propriedades das populações estelares de galáxias. Finalmente, na seção 6.6 discutimos as implicações de nossos resultados no contexto da evolução de galáxias e na seção 6.7 resumimos nossos principais resultados. O conteúdo descrito neste capítulo foi recentemente submetido à publicação em [Mateus et al. \(2006b\)](#).

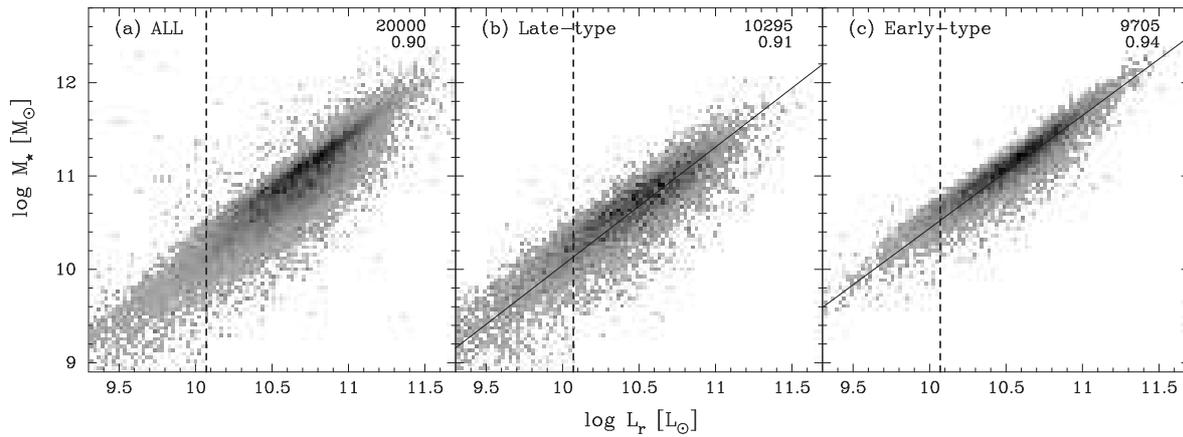


FIGURA 6.1 — Relação massa–luminosidade para (a) todas as galáxias na AMOSTRA 20K e para (b) galáxias do tipo *late* com  $D_n(4000) < 1,67$  e (c) galáxias do tipo *early* com  $D_n(4000) > 1,67$ . Linhas sólidas são ajustes robustos para as relações. O limite de luminosidade para nossa amostra ( $\log L_r/L_\odot = 10,07$ ) é mostrada como linhas tracejadas. Os números no canto superior direito representam a contagem de galáxias em cada painel e o coeficiente de correlação não-paramétrica de Spearman.

## 6.2 Os dados

Os dados utilizados neste trabalho foram extraídos do SDSS *Data Release 2* (Abazajian et al. 2004). Conforme discutido no capítulo 2, este levantamento de galáxias é um dos projetos mais ambiciosos planejado para estudar a estrutura em grande escala do Universo assim como outro assuntos relevantes em astrofísica extragaláctica.

Neste trabalho, utilizamos uma amostra limitada em volume, AMOSTRA 50K, que foi previamente descrita na seção 2.3.1. Esta amostra contém galáxias no intervalo  $0,05 < z < 0,1$  com magnitudes na banda  $r$  corrigidas pela extinção galáctica mais brilhantes que  $M_r < -20,5$ , o que corresponde a  $M_r^* + 1$ . Uma pequena fração de galáxias com dados espectrais múltiplos, para as quais consideramos apenas aquelas com a melhor qualidade baseada na razão sinal–ruído. Estes critérios de seleção resultam em uma amostra inicial limitada em volume contendo 50679 galáxias. Utilizamos um critério adicional de qualidade que reduziu nossa amostra para 49917 galáxias com espectros observados com  $S/N$  maior que 5 nas bandas  $g$ ,  $r$  e  $i$ , correspondendo a um nível de completude de 98,5%.

### 6.2.1 Completude da amostra

A amostra limitada em volume adotada neste trabalho possui uma completude elevada (cerca de 98,5% como mencionado anteriormente) para galáxias mais brilhantes que  $M_r < -20,5$ . No entanto, neste trabalho também estamos interessados nas propriedades

das galáxias divididas de acordo com a massa estelar, assim, uma alta completeza neste parâmetro deve ser obtida para reduzir o viés introduzido pelos efeitos de seleção da amostra.

Investigamos esta questão com a ajuda da relação massa–luminosidade obtida para as galáxias da AMOSTRA 20K, limitada em fluxo. Na figura 6.1 mostramos esta relação para todas as galáxias da amostra e para galáxias de tipos *early* e *late* distinguidas de acordo com a quebra em 4000 Å,  $D_n(4000)$ . Conforme discutido no capítulo 5, o valor ótimo para separar estes tipos de galáxias é  $D_n(4000) = 1,67$ . Ajustes lineares robustos das relações para estas duas populações de galáxias são dados por :

$$\log(M_*/M_\odot) = -2,61 + 1,27 \log(L_r/L_\odot) \quad (6.1)$$

para galáxias do tipo *late*, e

$$\log(M_*/M_\odot) = -1,66 + 1,21 \log(L_r/L_\odot) \quad (6.2)$$

para galáxias do tipo *early*.

Adotando estas duas relações e o limite em luminosidade de nossa amostra ( $M_r < -20,5$ , correspondente a  $\log L_r/L_\odot > 10,07$ , mostrado na figura 6.1 como linhas tracejadas), podemos calcular o valor de massa acima do qual nossa amostra será completa. Fazendo isso, obtemos que a amostra de galáxias que será utilizada nas análises deste capítulo é completa para galáxias do tipo *early* com  $M_* > 3,3 \times 10^{10} M_\odot$  e para galáxias do tipo *late* com  $M_* > 1,4 \times 10^{10} M_\odot$ . Estes limites restringem nossa amostra inicial a uma sub-amostra contendo 47547 objetos, que nos assegura uma elevada completeza em massa estelar. Dessa forma, nas análises que envolvem  $M_*$ , adotaremos esta sub-amostra com o objetivo de reduzir quaisquer efeitos produzidos pela seleção da amostra limitada em volume.

## 6.3 A atividade de formação estelar de galáxias

Nesta seção, descrevemos alguns indicadores de formação estelar em galáxias baseados na linha de emissão de H $\alpha$  comumente adotados na literatura. Analisaremos como estes parâmetros se correlacionam com os produtos obtidos a partir da síntese espectral. Nosso principal objetivo aqui é definir estas quantidades e mostrar que a idade estelar média ponderada por fluxo comporta-se como um excelente indicador da formação estelar recente de galáxias, com a vantagem de ser possível a sua utilização mesmo para galáxias sem linhas de emissão.

### 6.3.1 Parâmetros relacionados com linhas de emissão

A largura equivalente da linha de emissão de  $H\alpha$  é um excelente parâmetro para o estudo das propriedades de formação estelar de galáxias. Esta quantidade é relacionada com a razão entre a quantidade de formação estelar que ocorreu nos últimos  $\sim 10^7$  anos em uma galáxia e sua história de formação estelar integrada ao longo dos anos. Conseqüentemente, a taxa de formação estelar de uma galáxia tende a ser maior para galáxias com valores elevados de  $EW(H\alpha)$ . Além disso, visto que a medida deste parâmetro não requer espectros calibrados em fluxo nem correções por avermelhamento, ele tem sido utilizado intensivamente como um indicador de atividade de formação estelar recente em galáxias próximas, por exemplo em estudos relacionados com a dependência ambiental das propriedades de formação estelar de galáxias (e.g. [Gómez et al. 2003](#); [Lewis et al. 2002](#); [Rines et al. 2005](#)).

Um traçador de formação estelar em galáxias mais direto e útil é a luminosidade associada à linha de  $H\alpha$  (e.g. [Kennicutt 1998](#)). Quando corrigida apropriadamente pela absorção estelar adjacente e extinção por poeira — e, nos caso de espectros obtidos por fibras, também por efeitos de abertura — a estimativa de SFR é consistente com estimativas a partir de observações em rádio, infra-vermelho e na banda  $U$  ([Hopkins et al. 2003](#)). Em nosso caso, a absorção estelar adjacente é automaticamente subtraída quando calculamos o espectro residual (como discutido na seção 3.1). A SFR associada à linha de  $H\alpha$ ,  $SFR_{H\alpha}$ , corrigida pelos efeitos de abertura, é então simplesmente derivada através de uma expressão adaptada de [Kennicutt \(1998\)](#) com a prescrição dada por [Hopkins et al. \(2003\)](#) :

$$SFR_{H\alpha}(\text{M}_{\odot} \text{ ano}^{-1}) = 7,9 \times 10^{-42} L_{H\alpha} 10^{-0,4(r-r_{\text{fib}})}, \quad (6.3)$$

onde  $L_{H\alpha}$  é a luminosidade observada de  $H\alpha$  (em  $\text{ergs s}^{-1}$ ) corrigida pela extinção nebular com o auxílio da razão de intensidades  $H\alpha/H\beta$  intrínseca (ver seção 3.3.1),  $r$  é a magnitude de Petrosian na banda  $r$  representando o fluxo total da galáxia e  $r_{\text{fib}}$  é a magnitude de fibra na banda  $r$  (ver seção 2.1.1).<sup>3</sup> Note que, como corrigimos a luminosidade  $H\alpha$  pela extinção através do decremento de Balmer ( $H\alpha/H\beta$ ), somente as galáxias com estas duas linhas detectadas com significativa  $S/N$  terão suas estimativas de  $SFR_{H\alpha}$  computadas. Conseqüentemente, somente galáxias com níveis elevados de atividade de formação estelar terão taxas de formação estelar estimadas.

<sup>3</sup>O último termo nesta equação é utilizado para corrigir a estimativa de SFR por efeitos de abertura, assumindo-se que a luminosidade  $H\alpha$  no interior da fibra é característica de toda a galáxia e que o fluxo do contínuo no comprimento de onda de  $H\alpha$  é bem representado pelo fluxo no comprimento de onda efetivo da banda  $r$  (veja detalhes em [Hopkins et al. 2003](#)).

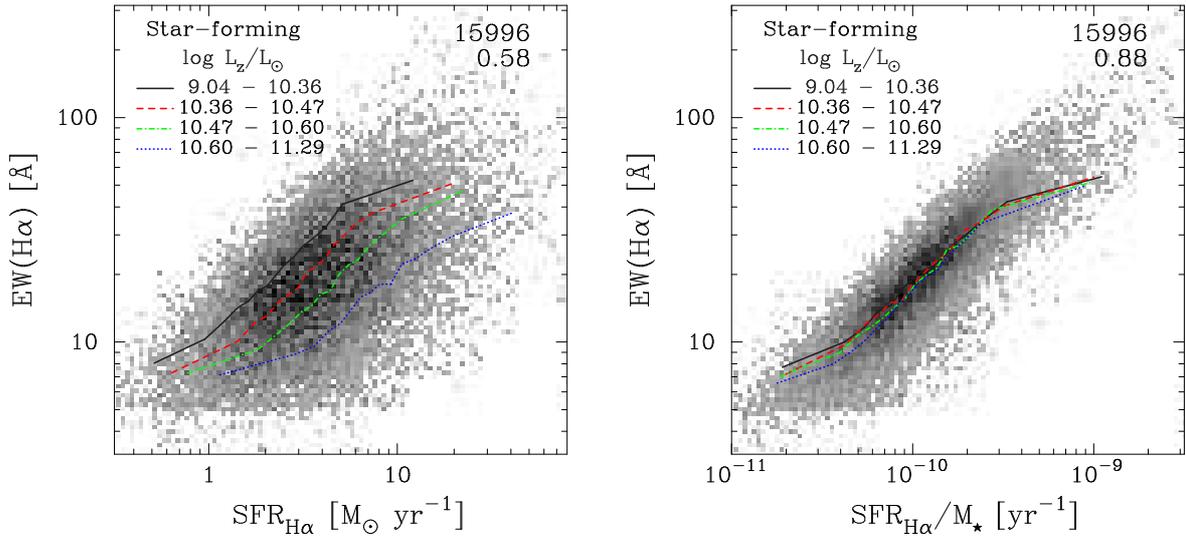


FIGURA 6.2 — Relações entre os indicadores de atividade de formação estelar baseados na linha de emissão  $H\alpha$ . Valores medianos de  $EW(H\alpha)$  como função de  $SFR_{H\alpha}$  (painel à esquerda) e  $SSFR_{H\alpha}$  (painel à direita) são mostrados em intervalos de luminosidade na banda  $z$  que contém o mesmo número de objetos. Nesta figura e nas seguintes, os valores medianos para cada intervalo de luminosidade são mostrados como linhas distintas. A legenda no canto superior esquerdo mostra os limites de cada intervalo onde os valores medianos foram calculados. Os números no canto superior direito são a contagem de galáxias em cada painel e o coeficiente de correlação de Spearman.

Outra quantidade interessante relacionada com a formação estelar em galáxias é a SFR por unidade de massa estelar, ou taxa de formação estelar específica ( $SSFR_{H\alpha}$ ), que é associada à intensidade do surto de formação estelar recente em relação à massa estelar de uma galáxia (e.g. [Guzman et al. 1997](#)). Em nosso caso, este parâmetro é facilmente obtido dividindo-se a  $SFR_{H\alpha}$  (em  $M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ ) pela massa estelar,  $M_{\star}$ .

Para ilustrar as quantidades descritas acima, na figura 6.2 mostramos a relação entre  $EW(H\alpha)$  e  $SFR_{H\alpha}$ , e a relação entre  $EW(H\alpha)$  e  $SSFR_{H\alpha}$ . Nesta figura também mostramos os valores medianos de cada relação em intervalos de luminosidade (corrigida pela extinção) na banda  $z$ . Cabe ressaltar que consideramos apenas as galáxias com a linha de  $H\alpha$  medida com  $S/N$  maior que 3 (de acordo com a seção 3.2.1). Além disso, restringimos esta análise a galáxias com a emissão de  $H\alpha$  proveniente de regiões de formação estelar normais através da exclusão de galáxias com núcleos ativos de galáxias da mesma forma como discutido no capítulo 5 ([Mateus et al. 2006a](#)). Na figura 6.2 notamos que a relação entre  $EW(H\alpha)$  e  $SFR_{H\alpha}$  claramente depende da luminosidade, no sentido que para um dado valor de  $EW(H\alpha)$  galáxias mais luminosas terão SFRs mais elevadas. Além disso, esta relação possui um coeficiente de correlação de Spearman menor que o observado para a relação entre  $EW(H\alpha)$  e  $SSFR_{H\alpha}$  ( $r_S = 0,58$  contra  $0,88$ ). A dependência com a luminosidade desaparece quando investigamos a SFR específica, visto que esta quantidade também não depende da massa estelar de uma galáxia.

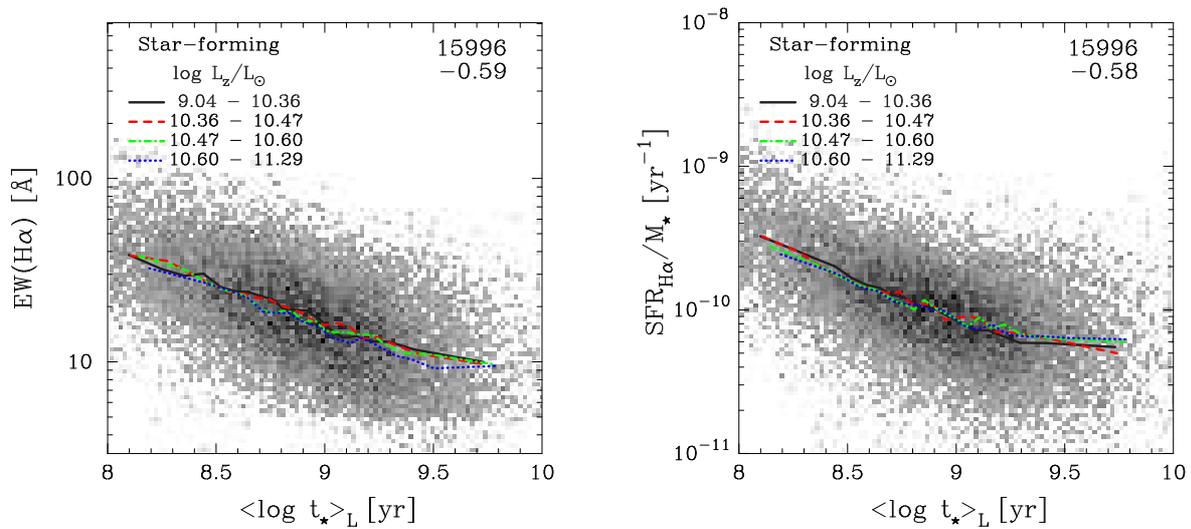


FIGURA 6.3 — Valores medianos de  $EW(H\alpha)$  e  $SSFR_{H\alpha}$  em função da idade estelar média ponderada por fluxo em intervalos de luminosidade.

### 6.3.2 Idade estelar média como um indicador de formação estelar

A idade estelar média ponderada por fluxo de uma dada galáxia está relacionada com a época de formação de estrelas massivas e luminosas, frequentemente associada a surtos intensos de formação estelar. Assim, valores baixos de  $\langle \log t_* \rangle_L$  refletem uma atividade de intensa formação estelar ocorrida recentemente em uma galáxia; contrariamente, valores elevados deste parâmetro estão associados com a maior parte da luz proveniente de uma galáxia emitida por populações estelares mais velhas, com episódios recentes de formação estelar de baixa intensidade ou mesmo ausentes. Como esta quantidade é obtida pelo método de síntese espectral de uma forma robusta, investigaremos sua habilidade em traçar a atividade de formação estelar de galáxias.

Na figura 6.3 mostramos a relação entre  $\langle \log t_* \rangle_L$  e os parâmetros discutidos anteriormente :  $EW(H\alpha)$  e  $SSFR_{H\alpha}$ . Não apresentamos a relação entre  $\langle \log t_* \rangle_L$  e  $SFR_{H\alpha}$  visto que este último parâmetro possui uma forte dependência com a luminosidade, relacionada com a quantidade de massa estelar formada recentemente em uma galáxia. Como na figura 6.2, estas relações são mostradas em intervalos de luminosidade. Claramente notamos que a idade estelar média é muito sensível à atividade de formação estelar estimada via parâmetros relacionados com a linha de  $H\alpha$ . As relações com  $EW(H\alpha)$  e  $SSFR_{H\alpha}$  mostram valores elevados para o coeficiente de correlação de Spearman ( $-0,57$  e  $-0,55$ , respectivamente). Assim,  $\langle \log t_* \rangle_L$  figura como um excelente traçador de formação estelar recente em galáxias. Como medimos este parâmetro para todas as galáxias em nossa amostra (diferentemente dos indicadores baseados em  $H\alpha$ ) ele é particularmente útil para análises que envolvem toda a população de galáxias, incluindo objetos sem linhas de emissão.

## 6.4 O ambiente

Neste trabalho utilizaremos uma abordagem convencional para definir o ambiente de uma galáxia. Adotamos um método não-paramétrico para determinar a densidade numérica local de galáxias via um estimador de densidade baseado na distância ao  $k$ -ésimo vizinho mais próximo de uma dada galáxia ( $k$ NN, *k-Nearest Neighbour*; veja, por exemplo, [Fukunaga 1990](#) para uma descrição estatística deste estimador). Este método fixa o valor de  $k$  e deixa o volume  $V(r)$ , centrado em um dado objeto e estendendo-se até o seu  $k$ -ésimo vizinho, ser uma variável aleatória. Este volume é grande em regiões de baixa densidade e pequeno em regiões mais densas. Neste sentido, este método possibilita uma descrição espacial do campo de densidades e foi recentemente explorado por [Mateus & Sodré \(2004\)](#) num estudo sobre galáxias de campo.

Quando investigamos ambientes mais densos, a dispersão de velocidades das galáxias é elevada e se não consideramos as velocidades peculiares nas estimativas de distâncias poderemos subestimar as densidades locais determinadas através do método  $k$ NN. Com o objetivo de minimizar este efeito, uma forma mais conveniente para obter a densidade local de galáxias através desta abordagem é considerar uma distribuição projetada de galáxias, ao invés de uma distribuição espacial. Este procedimento tem sido utilizado intensivamente em estudos devotados à análise do ambiente de galáxias, desde o trabalho clássico de [Dressler \(1980\)](#) aos estudos mais recentes baseados em dados do 2dFGRS ([Lewis et al. 2002](#)) e do SDSS ([Gómez et al. 2003](#)).

Uma abordagem mais usual para tratar o ambiente a partir dos dados obtidos por grandes levantamentos de galáxias é a definição de um limite no espaço de velocidades em torno de uma dada galáxia, por exemplo no intervalo  $\pm 1000 \text{ km s}^{-1}$ , para determinar a densidade local projetada de galáxias (e.g. [Blanton et al. 2003a](#); [Goto et al. 2003](#); [Balogh et al. 2004](#)). Este limite emula uma descrição tridimensional do campo de densidades através da exclusão de galáxias no plano de fundo ou localizadas frontalmente com um critério objetivo. Como notado por [Cooper et al. \(2005\)](#), estimativas de densidade projetada com limites nas velocidades na linha de visada entre  $\pm 1000$  e  $\pm 1500 \text{ km s}^{-1}$  resultam em uma melhor descrição da densidade local para um grande intervalo de ambientes.

Aqui utilizamos a expressão  $\Sigma_k = k/\pi r_k^2$  para estimar a densidade local de galáxias<sup>4</sup>, onde  $r_k$  é a distância projetada ao  $k$ -ésimo vizinho de uma dada galáxia. Adotamos o limite usual no espaço de velocidades de  $\pm 1000 \text{ km s}^{-1}$ . Adicionalmente, para evitar uma estimativa incorreta da densidade devido a efeitos de borda excluimos as galáxias localizadas próximas dos limites do volume considerado, ou seja, galáxias cujos  $k$ -ésimos vizinhos

<sup>4</sup>Note que em estatística,  $k - 1$  deveria substituir  $k$  no numerador da expressão de  $\Sigma_k$  para obter uma estimativa da densidade local sem viés ([Fukunaga 1990](#)).

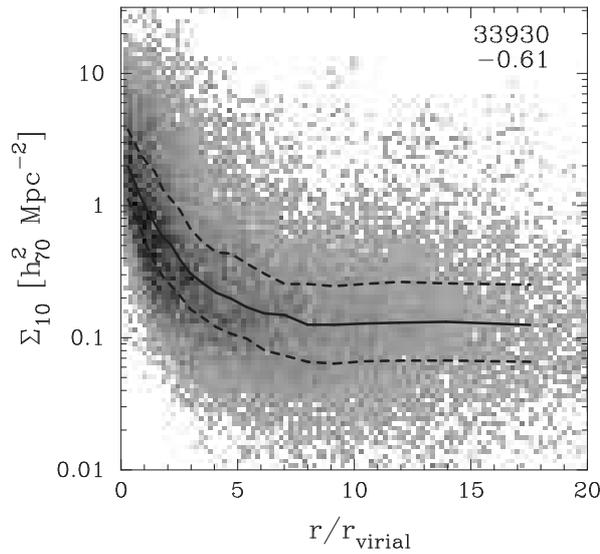


FIGURA 6.4 — Comparação entre as definições local e global de ambiente. A densidade local de galáxias ( $\Sigma_{10}$ ) é mostrada em função da distância radial relativa ao centro de aglomerados ( $r/r_{\text{virial}}$ ). Valores medianos da relação são mostrados como linhas sólidas e seus respectivos quartis como linhas tracejadas.

poderiam estar fora do volume. Além disso, note que na busca pelos vizinhos mais próximos e na estimativa das densidades utilizamos todos os objetos na amostra limitada em volume independentemente da qualidade de seus dados espectroscópicos.

Determinamos nossas estimativas de densidade local de galáxias considerando os valores  $k = 5$  e  $k = 10$  com o objetivo de investigar a influência da escolha deste parâmetro nos resultados apresentados nas seções subseqüentes. Entretanto, obtivemos que nenhum dos resultados discutidos aqui dependem dos valores de  $k$  testados. No decorrer deste capítulo adotaremos o valor da densidade local de galáxias calculada a partir da distância ao décimo vizinho mais próximo,  $\Sigma_{10}$ .

Também comparamos nossas estimativas de densidade local de galáxias definidas por  $\Sigma_{10}$  a um parâmetro global dado pela distância ao centro do aglomerado mais próximo de cada galáxia em nossa amostra. Fizemos uma busca por aglomerados de galáxias presentes em nossa amostra com o auxílio do catálogo de aglomerados C4 (Miller et al. 2005), que contém 748 aglomerados identificados na amostra espectroscópica do SDSS DR2. Este catálogo é aproximadamente 90% completo e 95% puro acima de  $M_{200} = 1 \times 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$  e no intervalo  $0,03 < z < 0,12$ , aproximadamente o mesmo intervalo de *redshift* de nossa amostra. Desse modo, para cada galáxia em nossa amostra determinamos sua distância ao centro do aglomerado mais próximo, definindo um raio que é normalizado pelo raio do virial do aglomerado. Na figura 6.4, mostramos a relação entre nosso parâmetro de densidade ( $\Sigma_{10}$ ) e o raio em relação ao centro dos aglomerados ( $r/r_{\text{virial}}$ ). Os valores medianos (linhas sólidas) e seus respectivos quartis (linhas tracejadas) também são mostrados nesta figura.

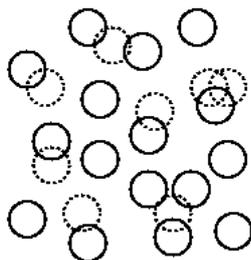


FIGURA 6.5 — Ilustração do problema ocasionado devido a colisões de fibras. Cada círculo representa um alvo e possui  $55''$  de diâmetro. Os círculos sólidos representam os alvos selecionados pelo algoritmo do SDSS que seriam observados, enquanto os tracejados correspondem aos objetos que não seriam observados.

Existe uma clara correlação entre estas duas quantidades, principalmente para  $r/r_{\text{virial}} \lesssim 8$ , acima do qual notamos que os valores mediano da densidade local de galáxias é praticamente constante.

### 6.4.1 Incompleteza devido a colisões de fibra

Uma possível fonte de incertezas na estimativa da densidade local de galáxias a partir dos dados do SDSS surge devido a uma limitação técnica no procedimento de distribuição de fibras aos alvos espectroscópicos mais próximos que  $55''$  no céu. Este problema, referido como “colisão de fibras”, torna-se bastante importante em regiões de alta densidade de objetos e cerca de 8 – 9% dos objetos selecionados não são observados por esta razão (Stoughton et al. 2002). Uma ilustração deste problema é mostrada na figura 6.5.

Com a intenção de determinar a significância dos efeitos deste problema em nossos resultados, procuramos no catálogo fotométrico do DR2 por galáxias mais próximas que  $55''$  de cada galáxia em nossa amostra selecionada espectroscopicamente. Note que estas galáxias “faltantes” somente afetam a estimativa da densidade local se possuem velocidades radiais próximas daquelas das galáxias selecionadas. No entanto, como não temos esta informação, optamos por superestimar os efeitos devido a colisão de fibras supondo que estes vizinhos ausentes estão no mesmo *redshift* das galáxias de nossa amostra. De um total de 50769 galáxias selecionadas em nossa amostra inicial limitada em volume, encontramos 6298 galáxias (cerca de 12% do total) com vizinhos ausentes mais próximos que  $55''$ . Calculamos a densidade local de galáxias considerando que estes objetos fossem de fato vizinhos próximos. Após refazer todas as nossas análises com estas novas estimativas de densidade concluímos que nenhum dos resultados apresentados neste trabalho são afetados pelo viés introduzido pela colisão de fibras.

## 6.5 A dependência ambiental das propriedades de galáxias

Nesta seção, investigamos como algumas propriedades físicas relacionadas com o conteúdo estelar de galáxias comportam-se em função da densidade local de galáxias. Começamos investigando a dependência ambiental das frações de galáxias com distintas idades médias e massas estelares, que pode ser associada com a clássica relação morfologia–densidade. A relação entre o ambiente e a atividade de formação estelar de galáxias, especialmente se estimada através da idade estelar média ponderada por fluxo, também é investigada. Também analisamos como a metalicidade das galáxias varia com a densidade local. Finalmente, o papel da massa estelar e da luminosidade na definição da relação formação estelar–densidade é investigada nesta seção, principalmente através de uma análise de componentes principais aplicada ao conjunto de parâmetros estudados neste trabalho.

### 6.5.1 Frações de galáxias

Desde mais de duas décadas atrás sabemos que a fração de galáxias classificadas de acordo com os tipos morfológicos de Hubble possui uma importante relação com o ambiente. Regiões de alta densidade típicas de aglomerados de galáxias são povoadas essencialmente por galáxias elípticas, em contraste com a alta fração de espirais que são encontradas no campo (e.g. Dressler 1980). Esta segregação morfológica é investigada aqui em termos de duas propriedades físicas de galáxias : a idade estelar média ponderada por fluxo e a massa estelar. No capítulo 5 estudamos estes parâmetros com foco na bimodalidade observada na população de galáxias e obtivemos que a idade estelar média das galáxias é responsável pela caracterização das duas principais populações de galáxias observadas no universo local (e.g. Strateva et al. 2001; Baldry et al. 2004), enquanto que a massa estelar desempenha um papel adicional no sentido que somente galáxias de baixa massa estão formando estrelas de forma significativa nos últimos bilhões de anos.

Na figura 6.6 mostramos como a fração de galáxias em intervalos de idade estelar média ponderada por fluxo e massa estelar correlaciona-se com a densidade local de galáxias e a distância ao centro de aglomerados. Galáxias são agrupadas em 4 intervalos de  $\langle \log t_* \rangle_L$  (painéis à esquerda) e  $\log M_*/M_\odot$  (painéis à direita), cada um contendo o mesmo número de objetos. A figura 6.6 claramente mostra que ambientes de alta densidade são povoados por galáxias com populações estelares mais velhas e mais massivas, com a fração destes objetos aumentando à medida que o ambiente torna-se cada vez mais denso. A transição nas propriedades galácticas ocorre em um valor de densidade local de  $\Sigma_{10}^t \sim 0,5 h_{70}^2 \text{ Mpc}^{-2}$ , acima do qual a população de galáxias massivas e populações estelares velhas começa a dominar. Esta transição corresponde, em média, a cerca de 2 – 3 raios de virial em relação ao

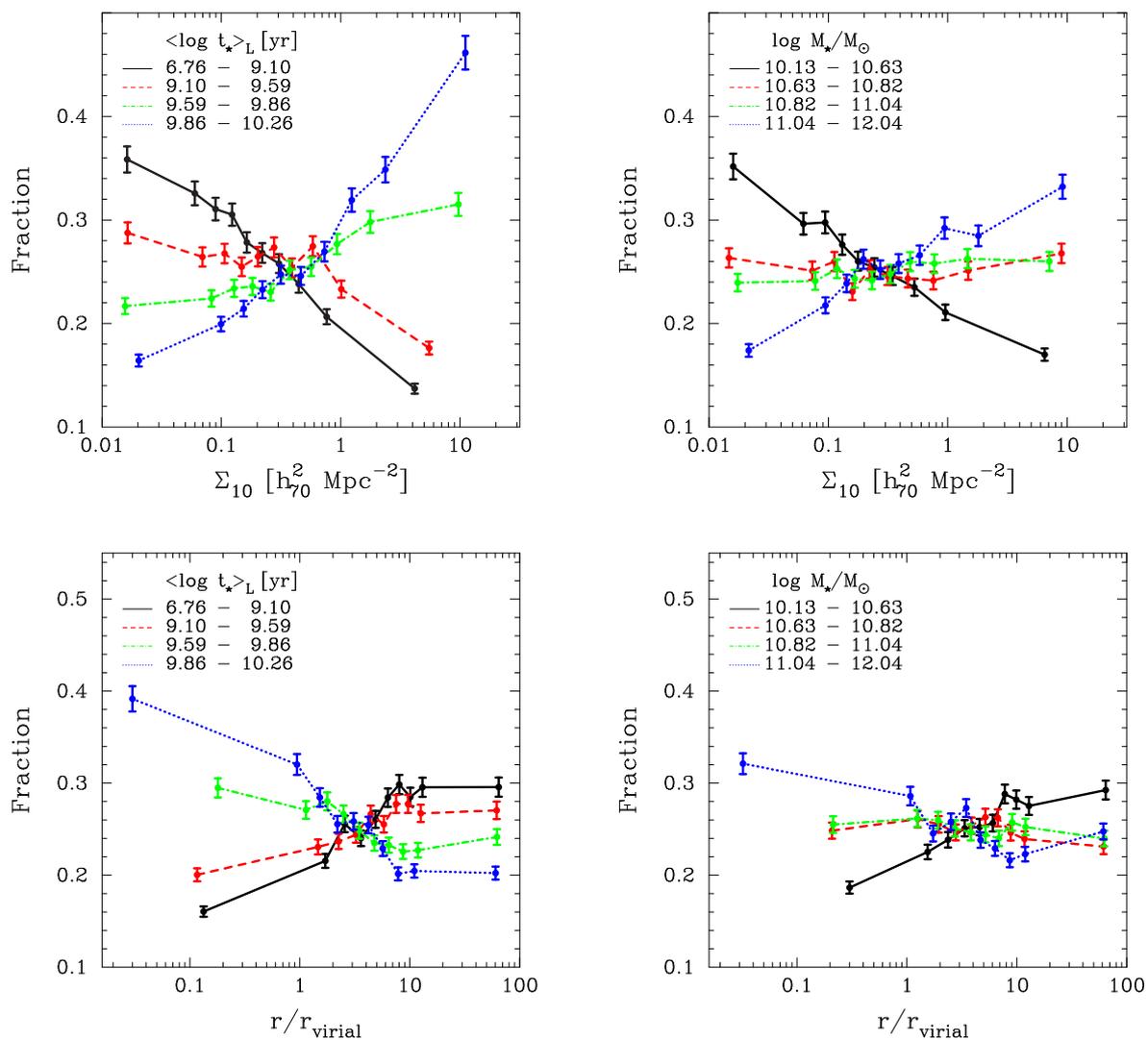


FIGURA 6.6 — À esquerda : Fração de galáxias em intervalos de idade estelar média ponderada por fluxo em função da densidade local de galáxias (painel superior) e da distância ao centro de aglomerados (painel inferior). À direita : Idem, mas agora para galáxias em intervalos de massa estelar.

centro dos aglomerados, como também pode ser deduzido a partir da figura 6.4. Além disso, notamos que no caso de  $M_*$  as frações somente variam para os intervalos extremos, enquanto que para galáxias com massas intermediárias as frações são praticamente constantes ao longo do eixo definido por  $\Sigma_{10}$  ou  $r/r_{\text{virial}}$ .

## 6.5.2 Atividade de formação estelar

Aqui investigamos a distribuição da largura equivalente de  $H\alpha$  em função da densidade local de galáxias. Nos últimos anos, diversos trabalhos têm estudado esta relação. Por exemplo, Gómez et al. (2003) investigaram a dependência ambiental da taxa de

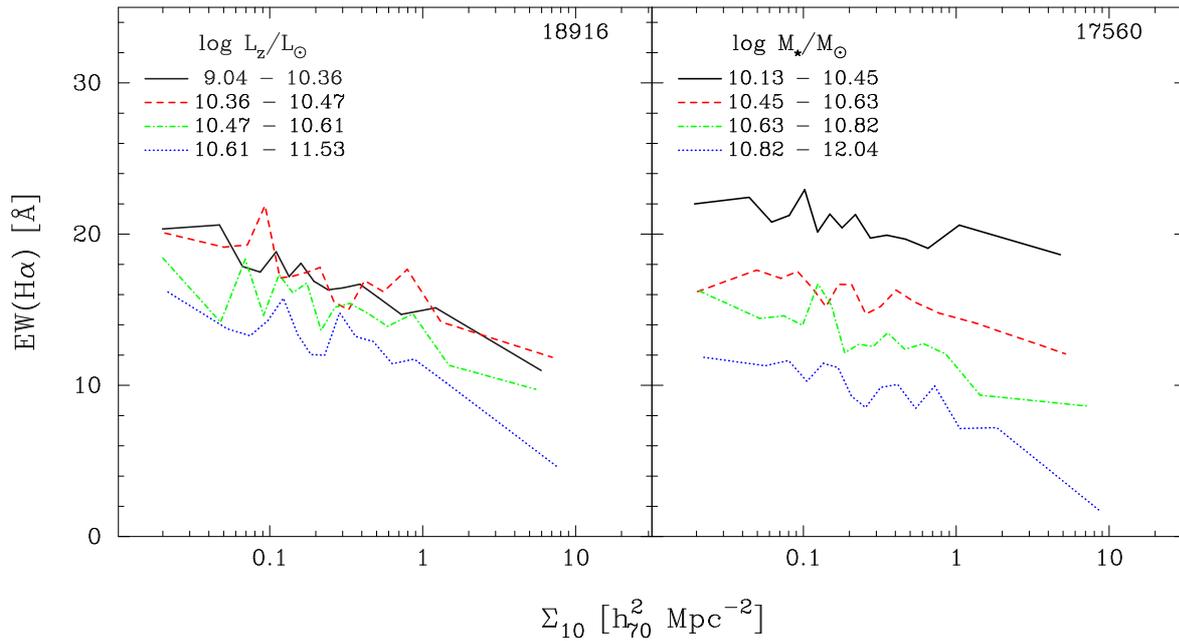


FIGURA 6.7 — Valores medianos da largura equivalente de  $H\alpha$  em função da densidade local de galáxias em intervalos de luminosidade (à esquerda) e massa estelar (à direita).

formação estelar baseada na linha de  $H\alpha$  para uma amostra de galáxias próximas extraída do SDSS. O principal resultado mostrado por este trabalho foi a existência de uma “quebra” na distribuição da SFR ou  $EW(H\alpha)$  em uma densidade local de galáxias característica resultando numa redução abrupta da atividade de formação estelar de galáxias em regiões mais densas. Recentemente, [Tanaka et al. \(2004\)](#) mostraram que esta quebra ocorre somente para galáxias mais fracas ( $M_r^* + 1 < M_r < M_r^* + 2$ ), enquanto galáxias mais brilhantes ( $M_r < M_r^* + 1$ ) apresentam  $EW(H\alpha)$  decrescendo apenas monotonicamente com o aumento da densidade. Aqui utilizamos uma abordagem mais detalhada para analisar esta relação.

Na figura 6.7, apresentamos os valores medianos de  $EW(H\alpha)$  em função da densidade local de galáxias. Nesta figura mostramos todas as galáxias com a linha de emissão de  $H\alpha$  medida com razão sinal-ruído maior que 3, evitando a inclusão de galáxias com núcleos ativos (conforme discutido na seção 6.3). Além disso, os valores medianos de  $EW(H\alpha)$  são calculados para galáxias agrupadas em intervalos de luminosidade,  $\log L_z/L_\odot$  (painel à esquerda) e massa estelar,  $\log M_*/M_\odot$  (painel à direita).

Inicialmente, notamos na figura 6.7 que os valores medianos de  $EW(H\alpha)$  para galáxias em todos os intervalos de luminosidade diminuem em ambientes mais densos sem apresentar a quebra encontrada por [Gómez et al. \(2003\)](#) e confirmando o resultado obtido por [Tanaka et al. \(2004\)](#) para galáxias brilhantes (nossa amostra contém apenas galáxias com  $M_r < M_r^* + 1$ ). Neste sentido, a relação entre a atividade de formação estelar e a densidade local para galáxias brilhantes independe da luminosidade, visto que ela existe em

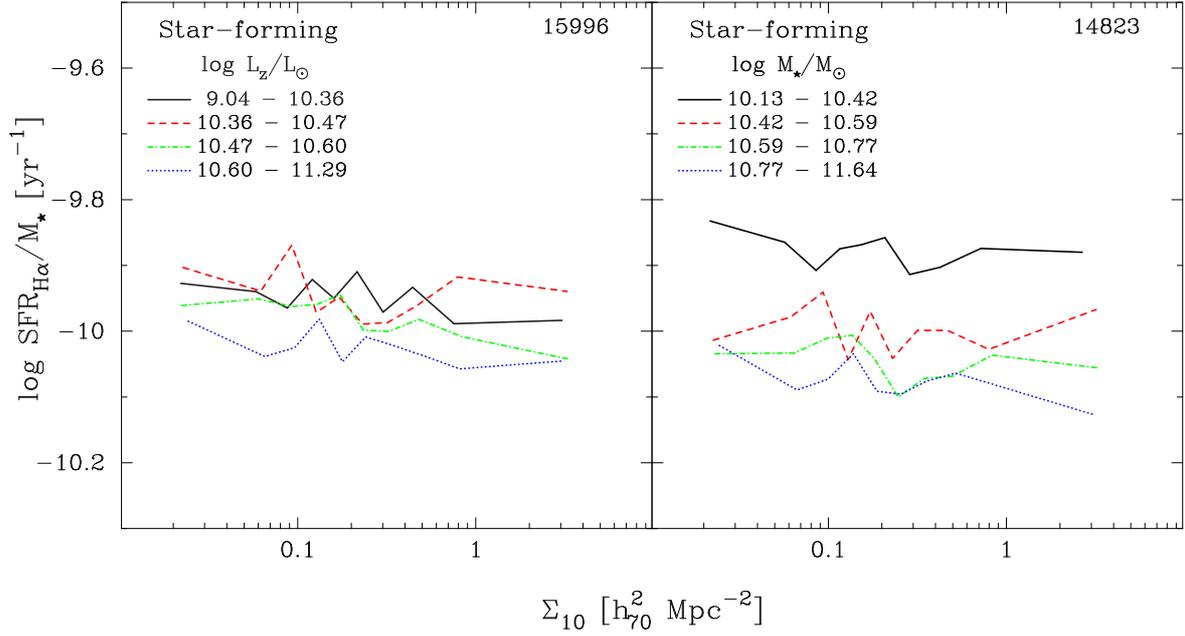


FIGURA 6.8 — Valores medianos da SFR específica relacionada com a luminosidade da linha de  $H\alpha$  em função da densidade local de galáxias, em intervalos de luminosidade (à esquerda) e massa estelar (à direita), apenas para objetos da classe espectral de galáxias SF.

todos os intervalos de  $\log L_z/L_\odot$ . Adicionalmente, também verificamos que as galáxias mais brilhantes em nossa amostra apresentam a variação mais forte na distribuição de  $EW(H\alpha)$  à medida que o ambiente torna-se mais denso. Esta tendência é bem caracterizada no painel direito da figura 6.7, no qual as galáxias são agora divididas de acordo com a massa estelar. Galáxias massivas em nossa amostra possuem valores medianos de  $EW(H\alpha)$  que variam fortemente com a densidade local de galáxias, apresentando um decréscimo de  $\sim 12$  a cerca de  $1 \text{ \AA}$  ao longo do intervalo ambiental analisado aqui. Por outro lado, galáxias pouco massivas possuem valores medianos de  $EW(H\alpha)$  diminuindo apenas moderadamente com o aumento da densidade. Estes resultados indicam que galáxias de baixa massa possuem uma significativa atividade de formação estelar em qualquer ambiente.

Investigamos esta questão através da análise da dependência ambiental da atividade de formação estelar de galáxias SF, classificadas utilizando-se os critérios discutidos na seção 4.2.2. Estas galáxias possuem baixos valores para a massa estelar (cerca de 83% dos objetos nesta classe espectral possuem  $\log M_*/M_\odot < 10,67$ ) e idades estelares médias associadas com populações jovens (mais que 95% dos objetos possuem  $\langle \log t_* \rangle_L < 9,53$ ). Na figura 6.8 mostramos a taxa de formação estelar por unidade de massa ( $SSFR_{H\alpha}$ ) em função da densidade local de galáxias apenas para a classe espectral de galáxias com formação estelar. Tal como mostrado na figura 6.7, as galáxias são divididas em intervalos de luminosidade (painel à esquerda) e massa estelar (painel à direita). Notamos que na figura 6.8 os valores medianos de  $SSFR_{H\alpha}$  para as galáxias SF possuem valores

praticamente constantes ao longo do intervalo de densidade coberto por nossa amostra, implicando que a  $SSFR_{H\alpha}$  de galáxias com formação estelar não depende da densidade local de galáxias, confirmando os resultados obtidos por outros estudos (Balogh et al. 2004; Rines et al. 2005). Desse modo, a tendência observada na figura 6.7, que mostra galáxias massivas com  $EW(H\alpha)$  (ou  $SSFR_{H\alpha}$ , de acordo com a figura 6.2) diminuindo fortemente com o aumento da densidade, reflete os baixos valores de SFR destes sistemas em ambientes de alta densidade, em contraste com os elevados valores da taxa de formação estelar de galáxias de baixa massa em qualquer ambiente.

### 6.5.2.1 Idade estelar média

Uma importante questão relacionada com o uso de indicadores de formação estelar baseados em medidas de linhas de emissão — como aqueles derivados da linha de  $H\alpha$  — é a ausência de dados para galáxias com pouca (ou mesmo nenhuma) atividade de formação estelar recente, já que as linhas de emissão nos espectros destes objetos podem ser muito fracas para serem detectadas com suficiente  $S/N$ . Dessa forma, resultados de estudos baseados apenas nos parâmetros  $EW(H\alpha)$  ou  $SFR_{H\alpha}$  podem sofrer desta espécie de “incompleteza”. Na seção 6.3.2, mostramos que a idade estelar média ponderada por fluxo obtido pela síntese espectral apresenta uma excelente correlação com  $EW(H\alpha)$  e  $SSFR_{H\alpha}$ , implicando que este parâmetro pode ser utilizado para a investigação da formação estelar de galáxias. De fato, baixos valores de  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$  refletem uma intensa atividade de formação estelar ocorrendo em uma galáxia, enquanto que valores elevados deste parâmetro estão associados a populações estelares velhas dominando a luminosidade da galáxia. Como temos este parâmetro medido para todas as galáxias em nossa amostra, é interessante investigar sua dependência com o ambiente definido pela densidade local de galáxias.

Na figura 6.9, mostramos a idade estelar média ponderada por fluxo em função da densidade local de galáxias. Os valores medianos de  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$  são determinados para galáxias agrupadas em intervalos de luminosidade e massa estelar. O comportamento da idade média das populações estelares é distinto quando separamos as galáxias de acordo com  $L$  ou  $M_{\star}$ . Com o objetivo de clarificar esta tendência em termos da bimodalidade da população de galáxias, também mostramos nesta figura, como linhas horizontais tracejadas, o valor de  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$  que melhor separa galáxias com formação estelar e galáxias passivas (seção 5.3.2.1).

No painel esquerdo da figura 6.9, notamos que os valores medianos de  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$  aumentam significativamente à medida que o ambiente torna-se mais denso, independentemente da luminosidade das galáxias, com a relação para as galáxias mais fracas sendo mais forte do que para galáxias mais brilhantes. As propriedades da população de galáxias de baixa luminosidade também tendem a mudar numa densidade de  $\Sigma_{10} \lesssim$

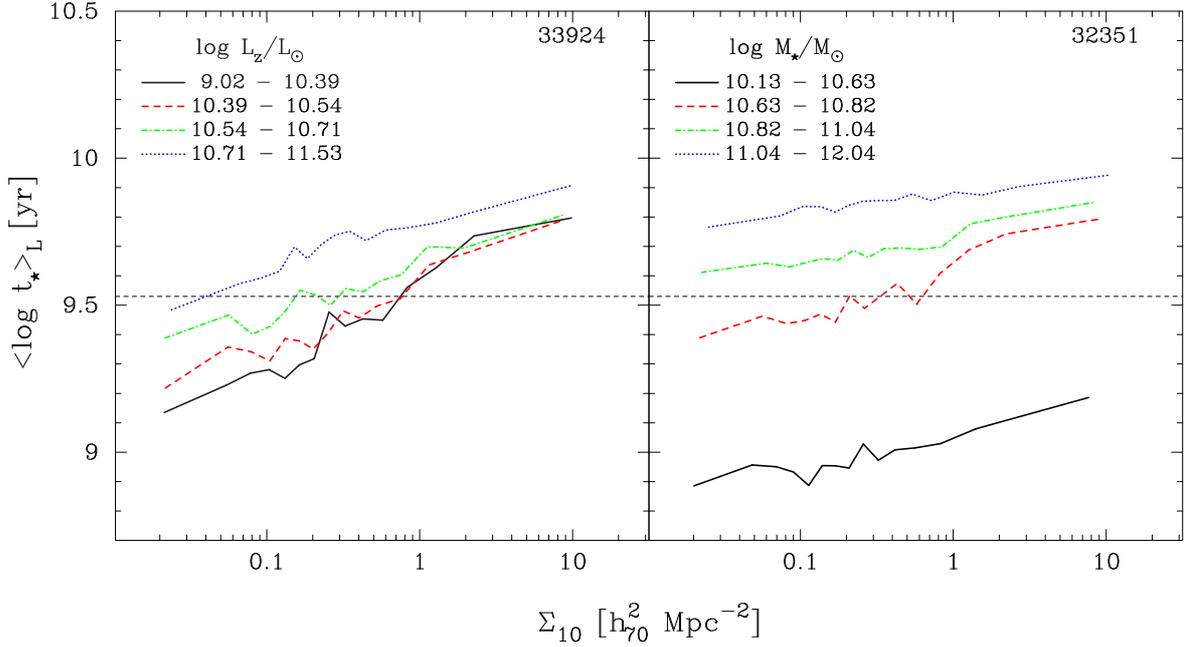


FIGURA 6.9 — Valores medianos da idade estelar média ponderada por fluxo em função da densidade local de galáxias, em intervalos de luminosidade (à esquerda) e massa estelar (à direita). As linhas horizontais tracejadas correspondem ao valor ótimo utilizado para distinguir galáxias com formação estelar de galáxias passivas.

$1 h_{70}^2 \text{ Mpc}^{-2}$ , onde os valores medianos de  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$  cruzam a linha divisória que distingue galáxias dominadas por populações estelares jovens (*late-types*) e galáxias dominadas por estrelas velhas (*early-types*). Por outro lado, a idade estelar média de galáxias divididas de acordo com a massa estelar (painel direito da figura 6.9) comporta-se de forma distinta ao longo do eixo de densidade local. Galáxias de baixa massa possuem valores medianos da idade média que variam suavemente no intervalo de densidades, mostrando valores elevados de  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$  — característicos de galáxias de tipos tardios — em todos os ambientes. As galáxias mais massivas também apresentam uma pequena variação nos valores medianos de  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$  à medida que a densidade aumenta, mas seus valores são elevados para qualquer  $\Sigma_{10}$ . A relação mais forte é observada para galáxias com massas estelares intermediárias ( $\sim 4 - 6 \times 10^{10} M_{\odot}$ ), que mostram uma transição de galáxias do tipo *late* para tipo *early* em uma densidade local de  $\Sigma_{10} \gtrsim 0,5 h_{70}^2 \text{ Mpc}^{-2}$ .

Portanto, uma relação idade–densidade é claramente obtida quando as galáxias são divididas de acordo com a luminosidade. Entretanto, esta relação não é tão evidente quando as galáxias são agrupadas em intervalos de massa estelar. Isto indica que a luminosidade e a massa estelar possuem papéis distintos para definir a relação idade–densidade mostrada neste trabalho. Esta questão será analisada na seção 6.5.4.

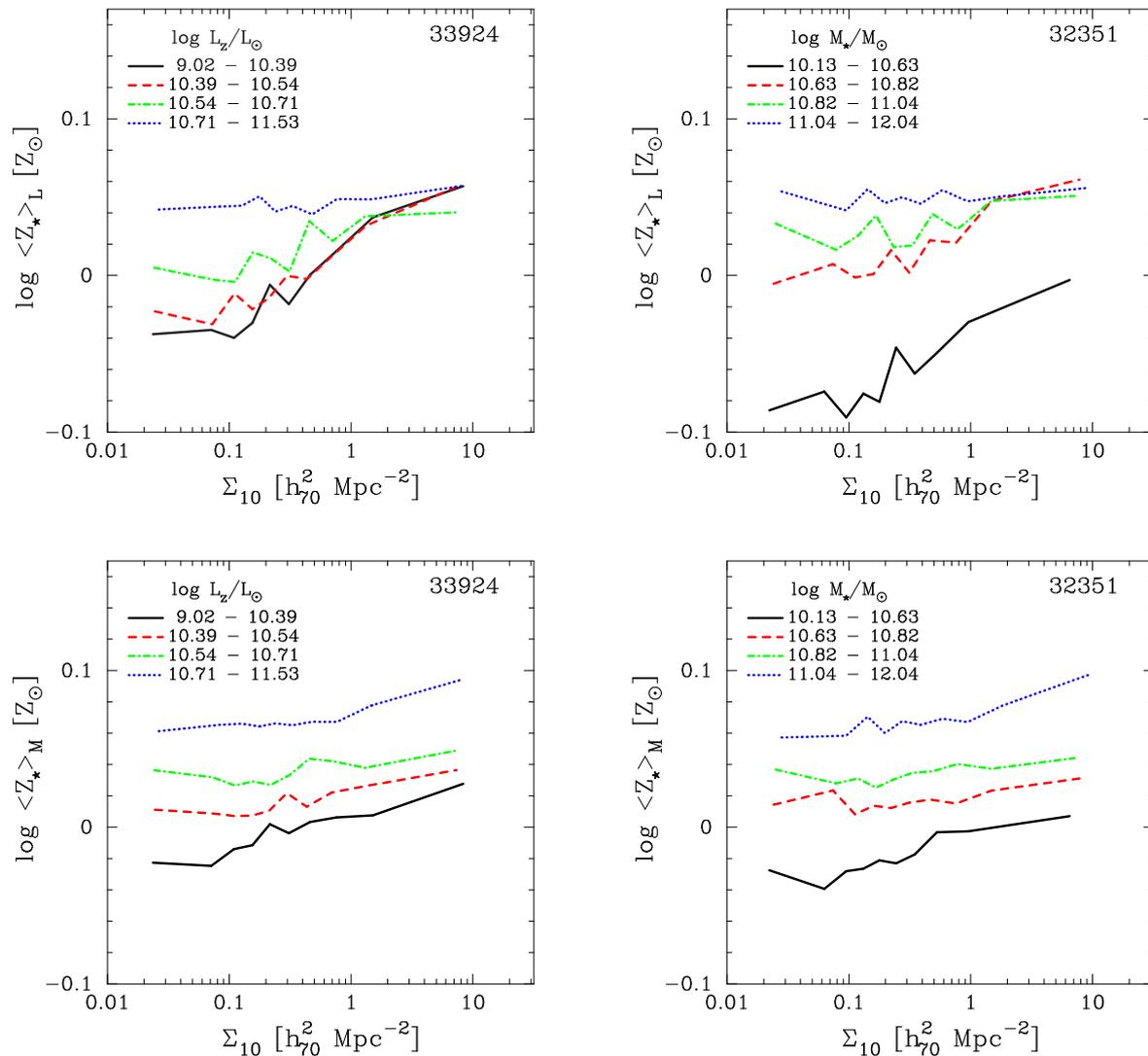


FIGURA 6.10 — Valores medianos da metalicidade estelar média ponderada por fluxo e por massa em função da densidade local de galáxias, em intervalos de luminosidade (à esquerda) e massa estelar (à direita).

### 6.5.3 Metalicidades estelares

Analisamos a dependência ambiental de outro importante parâmetro físico de galáxias, a metalicidade estelar média. Na figura 6.10, mostramos  $\log \langle Z_* \rangle_L$  e  $\log \langle Z_* \rangle_M$  em função da densidade local, para galáxias em intervalos de luminosidade (à esquerda) e massa estelar (à direita). Ambientes mais densos tendem a ter galáxias de maior metalicidade. A relação entre a metalicidade ponderada por fluxo e a densidade local torna-se menos intensa à medida que a luminosidade aumenta. O resultado desta tendência é que galáxias mais fracas em regiões de baixa densidade possuem metalicidades abaixo do valor solar, enquanto que em regiões mais densas estes objetos são mais ricos em metais, com valores de metalicidade similares àqueles para as galáxias mais brilhantes de nossa amostra. Para galáxias divididas

de acordo com a massa estelar, as tendências são semelhantes. A metalicidade estelar de galáxias de baixa massa aumenta com a densidade, enquanto galáxias massivas possuem valores constantes de  $\log\langle Z_\star \rangle_L$  ao longo do eixo da densidade local. No caso de  $\log\langle Z_\star \rangle_M$  em função da densidade, as relações são similares, embora menos intensas que aquelas observadas no caso de  $\log\langle Z_\star \rangle_L$ . A principal diferença é que galáxias luminosas (massivas) também tendem a ter populações estelares mais metálicas em ambientes mais densos, conforme mostrado nos painéis inferiores da figura 6.10.

É interessante notar que os valores de  $\log\langle Z_\star \rangle_L$  estão relacionados com as populações estelares que contribuem significativamente para a luminosidade de uma galáxia. Assim, este parâmetro está diretamente associado com episódios recentes de formação estelar em galáxias. Desta forma, galáxias de baixa massa e luminosidade em ambientes mais densos, que possuem alta atividade de formação estelar recente (ver figura 6.9), contêm uma considerável fração de populações estelares ricas em metais em comparação com galáxias localizadas em regiões de baixa densidade. Galáxias pouco massivas devem possuir uma quantidade substancial de gás para manter suas elevadas taxas de formação estelar. Segundo alguns trabalhos, este gás poderia ter sido pré-enriquecido em altos *redshifts* preferencialmente em ambientes de alta densidade, onde a atividade de formação estelar foi mais elevada no passado (e.g. Madau, Ferrara & Rees 2001; Scannapieco, Ferrara & Madau 2002). Logo, uma explicação é que estas galáxias foram formadas nos ambientes densos, mas ainda não pararam de formar estrelas até a presente época. Este resultado é particularmente suportado pela observação de um *downsizing* na formação de galáxias (e.g. Cowie et al. 1996; Kodama et al. 2004; Juneau et al. 2005, entre outros), no qual as galáxias massivas tiveram a maior parte de suas massas estelares formadas há vários bilhões de anos atrás. No entanto, os processos que mantiveram a formação estelar contínua nas galáxias de baixa massa ainda não são bem entendidos.

#### 6.5.4 O papel da massa estelar e da luminosidade

A relação entre a idade estelar média de galáxias e o ambiente que elas habitam (definido pela densidade local de galáxias) mostram que a luminosidade e a massa estelar possuem papéis distintos na definição da dependência ambiental das propriedades de formação estelar de galáxias. Em geral, esta dependência existe independentemente de  $L$  e somente para um intervalo de massa intermediário que caracteriza uma transição nas propriedades galácticas.

Outra forma de visualização deste resultado é mostrado na figura 6.11 e na figura 6.12, onde mostramos as distribuições de  $\langle \log t_\star \rangle_L$  para galáxias em intervalos verticais de densidade e horizontais de massa estelar (figura 6.11) e luminosidade

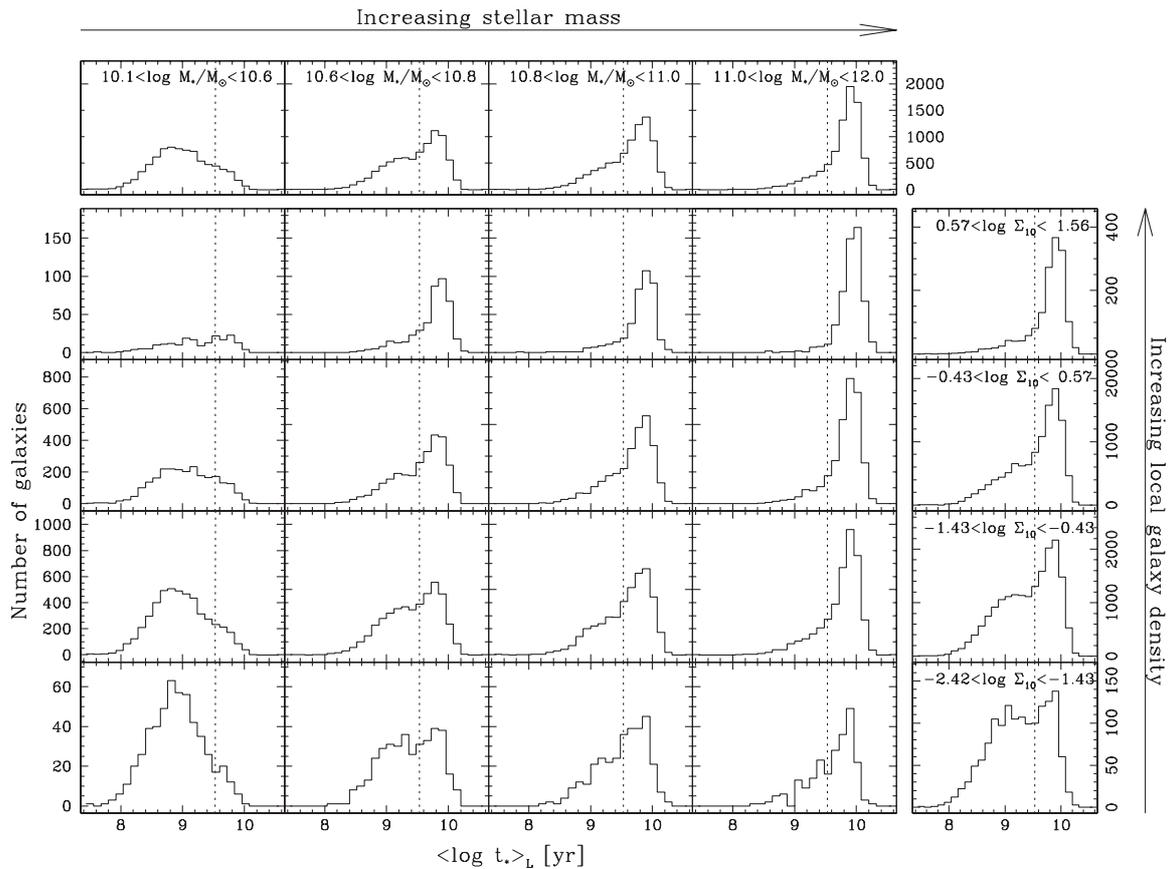


FIGURA 6.11 — Distribuições da idade estelar média ponderada por fluxo para galáxias divididas em intervalos de densidade e massa estelar. Linhas pontilhadas em cada painel indicam o valor ótimo de  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$  utilizado para distinguir galáxias de tipo *early* e *late*. Os limites de cada intervalo, assim como as distribuições cumulativas, são mostrados nos painéis superiores para a massa estelar, e nos painéis à direita para a densidade local de galáxias.

(figura 6.12). Os intervalos de massa estelar ou luminosidade contém o mesmo número de objetos, enquanto os intervalos de  $\log \Sigma_{10}$  são igualmente espaçados. A partir da comparação destas figuras, notamos que as distribuições de idade são distintas quando as galáxias são divididas de acordo com a massa estelar ou com a luminosidade, principalmente para os objetos localizados nos intervalos extremos. Em ambientes mais densos (correspondendo a  $0,57 < \log \Sigma_{10} < 1,56$ ), galáxias pouco luminosas possuem uma distribuição de  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$  que apresenta um pico em idades mais velhas, enquanto que em regiões de baixa densidade a distribuição possui dois picos, revelando o caráter bimodal da população de galáxias nestes ambientes. Por outro lado, no caso de galáxias divididas de acordo com a massa estelar, a distribuição de  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$  para galáxias de baixa massa em ambientes densos é mais extensa, sem mostrar uma concentração de objetos para uma dada idade. À medida que a densidade local diminui, as distribuições apresentam concentrações em idades mais jovens, indicando o domínio de galáxias de baixa massa com formação estelar recente nestes ambientes. No outro

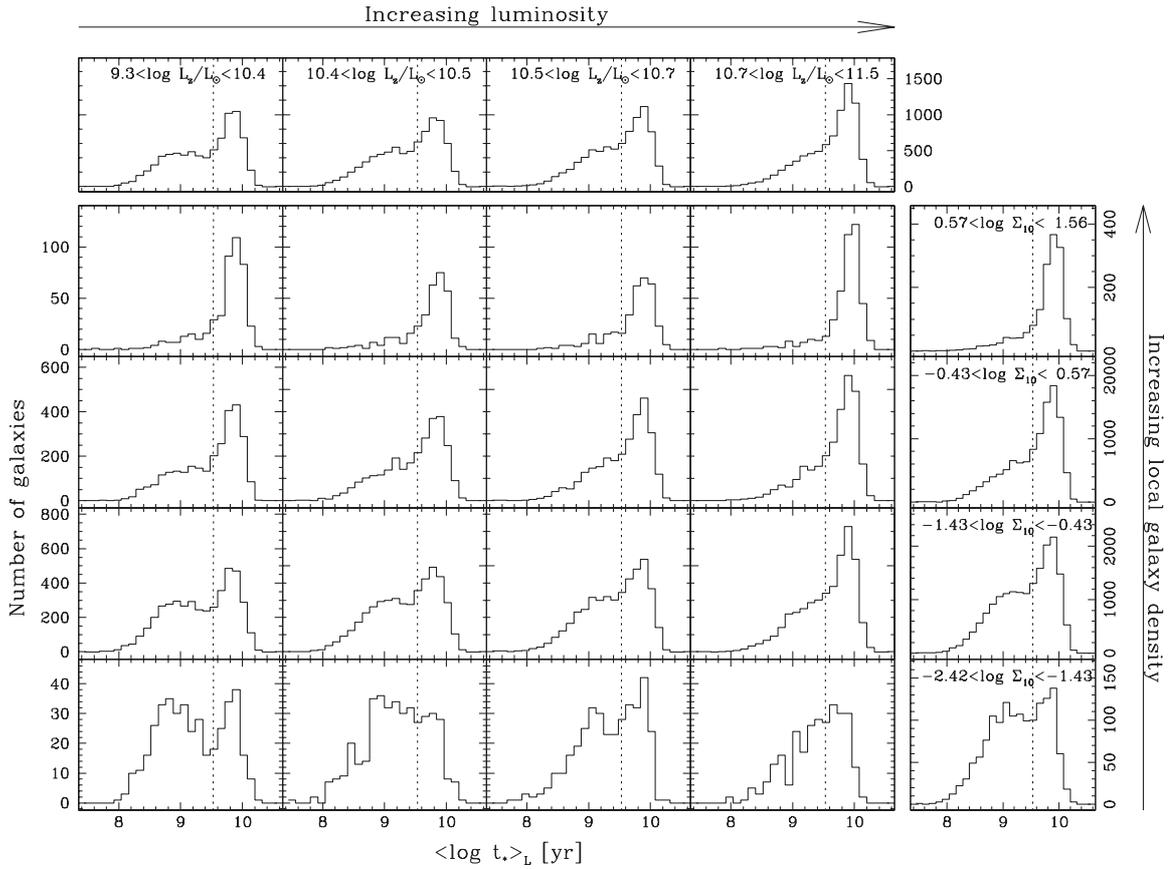


FIGURA 6.12 — Como na figura 6.11, mas em intervalos de luminosidade ao invés de massa estelar.

extremo, representado por galáxias luminosas e massivas, as distribuições são similares, com a única diferença sendo devida a uma maior fração de galáxias com baixos valores de  $\langle \log t_* \rangle_L$  nas distribuições para as galáxias divididas pela luminosidade.

É interessante notar as diferenças para os dois ambientes extremos. Em regiões mais densas, galáxias divididas pela luminosidade mostram uma clara concentração de objetos centrada em idades mais velhas em todos os intervalos considerados na figura 6.12. Por outro lado, para galáxias divididas pela massa estelar, existe um crescimento da concentração em  $\langle \log t_* \rangle_L > 9,5$  do intervalo de galáxias de baixa massa para o intervalo de galáxias massivas, conforme mostrado na figura 6.11.

Também investigamos a dependência ambiental de uma combinação da massa estelar e da luminosidade, isto é, a razão massa–luminosidade das galáxias de nossa amostra. Na figura 6.13, mostramos a relação entre a razão massa–luminosidade (na banda  $z$ ) e a densidade local de galáxias em diferentes intervalos de luminosidade para (a) todas as galáxias em nossa amostra, (b) galáxias do tipo *early* com  $D_n(4000) > 1,67$  e (c) galáxias do tipo *late* com  $D_n(4000) < 1,67$ . Verificamos que, para uma dada luminosidade, galáxias em ambientes mais densos tendem a ser mais massivas que galáxias em regiões de baixa

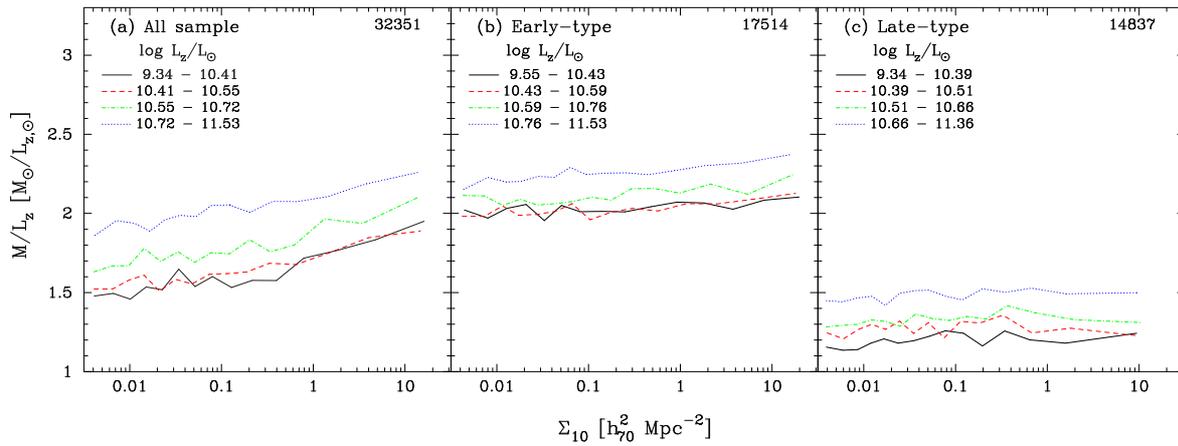


FIGURA 6.13 — Valores medianos da razão massa–luminosidade em função da densidade local de galáxias, em intervalos de luminosidade. Em (a) a relação é mostrada para todas as galáxias em nossa amostra, em (b) para galáxias com  $D_n(4000) > 1,67$  e em (c) para galáxias com  $D_n(4000) < 1,67$ .

densidade; o valor de  $M_*/L_z$  para estes objetos aumenta cerca de 20 – 30% ao longo do intervalo de densidades considerado. A relação também é mais intensa para as galáxias mais fracas de nossa amostra. Além disso, as relações para as galáxias divididas nas duas populações são independentes da densidade local, implicando que o aumento de  $M_*/L_z$  com a densidade está relacionado com a prevalência de sistemas massivos em regiões de alta densidade, tal como mostrado na figura 6.6.

### 6.5.5 Análise de componentes principais

Nas seções anteriores investigamos a dependência ambiental da idade estelar média, massa estelar, metalicidade estelar e razão massa–luminosidade com objetivo de entender como as propriedades das galáxias estão relacionadas com o ambiente. Nesta seção investigaremos esta questão através de uma abordagem alternativa.

O conjunto de parâmetros discutido neste trabalho foi examinado com mais detalhes através de uma análise de componentes principais (*principal component analysis*, PCA) com o objetivo de determinar as combinações de parâmetros que resumem a distribuição do conjunto como um todo. PCA é uma técnica útil na identificação de padrões em conjuntos de dados e é capaz de expressar os dados ressaltando suas similaridades e diferenças. Esta técnica é particularmente utilizada para reduzir a dimensionalidade do espaço de parâmetros através da identificação de combinações lineares dos parâmetros de entrada que maximizam a variância dos dados, chamadas ‘componentes principais’ (Murtagh & Heck 1987; Sodr e & Cuevas 1997).

Uma análise de componentes principais foi realizada para o conjunto de parâmetros  $\{\langle \log t_\star \rangle_L, \log M_\star, \log \Sigma_{10}, \log L_z, \log M_\star/L_z\}$  para determinar as variáveis que são responsáveis pela maior parte da variância e, desse modo, proporcionam uma descrição “compacta” da dependência ambiental das propriedades galácticas. Seguimos o mesmo procedimento adotado nas seções anteriores, dividindo as galáxias em intervalos de luminosidade e massa estelar contendo o mesmo número de objetos. Um PCA foi então executado para cada intervalo separadamente.

Encontramos que a componente principal de mais alta variância (PC1) é responsável por mais de 90% da variância total para galáxias massivas/luminosas e cerca de 50% para objetos de baixa massa e mais fracos. A variância remanescente é principalmente atribuída à segunda componente principal (PC2). Apesar de que cada componente principal é uma combinação linear de todas as variáveis consideradas na análise, é interessante verificar se alguma dessas variáveis correlaciona-se com as componentes principais, visto que, neste caso, ela seria responsável por uma significativa fração da variância da amostra. Fazendo isso, obtemos que  $\langle \log t_\star \rangle_L$  apresenta a correlação mais forte com PC1; o coeficiente de correlação de Spearman entre este parâmetro e PC1 é quase 1. Além disso, o PC2 mostra uma significativa correlação com a densidade local de galáxias ( $\log \Sigma_{10}$ ), com coeficiente de correlação de 0,9. Assim, o plano PC1  $\times$  PC2 é bem representado pela relação idade–densidade.

Além destas análises, para investigar o comportamento dos outros parâmetros considerados aqui, optamos por excluir a idade estelar média do conjunto de parâmetros de entrada. Um PCA foi então executado considerando o conjunto  $\{\log M_\star, \log \Sigma_{10}, \log L_z, \log M_\star/L_z\}$ . Para estes parâmetros, os resultados indicam que a primeira componente principal é responsável por cerca de 60% da variância da amostra dividida pela luminosidade e cerca de 70% para a amostra dividida pela massa estelar. A segunda componente é responsável por quase toda variância remanescente. Os coeficientes de correlação de Spearman entre as duas componentes principais (PC1 e PC2) e os parâmetros de entrada são mostrados na tabela 6.1 para cada intervalo de luminosidade e massa estelar. Obtemos que a densidade local de galáxias correlaciona-se bem com a primeira componente principal para os intervalos de galáxias divididas pela luminosidade ( $r_S \sim 0,9$ ) e massa estelar ( $r_S \sim 1$ ).  $M_\star$  e  $M_\star/L_z$  também apresentam correlações com o PC1, mas com uma menor significância e somente para os intervalos de luminosidade. A segunda componente principal correlaciona-se com ambos  $M_\star$  e  $M_\star/L_z$  para intervalos de  $L_z$  e somente com  $M_\star/L_z$  para os intervalos de  $M_\star$ .

Estes resultados evidenciam a relação SFR–densidade em nossos dados, onde a idade estelar média ponderada por fluxo é a responsável pela maior fração da variância apresentada pela amostra e a densidade local de galáxias é a fonte secundária dessa

TABELA 6.1 — Coeficientes de correlação de Spearman entre os componentes principais e os parâmetros discutidos neste trabalho.

	$\log M_\star$	$\log \Sigma_{10}$	$\log L_z$	$\log M_\star/L_z$
$7,89 < \log L_z/L_\odot < 10,40$				
PC1	0,58	0,90	0,02	0,61
PC2	0,73	-0,37	0,04	0,80
$7,89 < \log L_z/L_\odot < 10,40$				
PC1	0,58	0,88	0,02	0,60
PC2	0,75	-0,42	0,04	0,79
$7,89 < \log L_z/L_\odot < 10,40$				
PC1	0,57	0,89	0,07	0,60
PC2	0,73	-0,41	0,11	0,79
$7,89 < \log L_z/L_\odot < 10,40$				
PC1	0,54	0,88	0,20	0,64
PC2	0,64	-0,41	0,25	0,74
$9,99 < \log M_\star/M_\odot < 10,60$				
PC1	0,16	0,99	-0,10	0,20
PC2	0,63	-0,10	-0,43	0,97
$9,99 < \log M_\star/M_\odot < 10,60$				
PC1	0,03	0,98	-0,33	0,35
PC2	-0,15	0,15	0,79	-0,93
$9,99 < \log M_\star/M_\odot < 10,60$				
PC1	0,01	0,99	-0,28	0,32
PC2	-0,09	0,14	0,74	-0,94
$9,99 < \log M_\star/M_\odot < 10,60$				
PC1	0,13	0,99	-0,03	0,32
PC2	-0,42	0,13	0,04	-0,93

variância. Além disso, notamos que a luminosidade não possui correlações significativas com os componentes principais, enquanto que a massa estelar e a razão massa–luminosidade podem ser consideradas como os parâmetros que definem a variância da amostra se desconsiderarmos a relação SFR–densidade.

## 6.6 Discussão

Investigamos a dependência ambiental de algumas propriedades das populações estelares de galáxias com o objetivo de avançar em nossa compreensão sobre a evolução de galáxias em distintos ambientes. O resultado mais interessante mostrado aqui indica que as relações entre a densidade local de galáxias e as propriedades relacionadas com a formação estelar são distintas quando separamos as galáxias em intervalos de luminosidade ou massa estelar.

Os resultados apresentados na seção 6.5 serão inspecionados aqui com base nos dois trajetos pelos quais as galáxias evoluem. No primeiro, as propriedades das galáxias (principalmente relacionadas com a formação estelar e conteúdo gasoso) são afetadas pelo ambiente através de mecanismos físicos bem conhecidos que atuam sobre as galáxias. Este caminho, diretamente ligado ao ambiente, dá origem a uma perspectiva ecológica para a evolução de galáxias. O segundo caminho está relacionado com as condições iniciais estabelecidas durante o processo de formação de galáxias, que poderia ser responsável pela origem das relações entre as propriedades galácticas e o ambiente. Assim, temos uma perspectiva “natural” para explicar a evolução de galáxias no Universo.

### 6.6.1 A relação entre formação estelar e densidade local de galáxias : uma perspectiva ecológica

#### 6.6.1.1 Estudos anteriores

Levantamentos recentes de galáxias aumentaram nosso entendimento sobre o que acontece com a formação estelar em galáxias que habitam diferentes ambientes. Estudos feitos por [Lewis et al. \(2002\)](#) usando dados do 2dFGRS e [Gómez et al. \(2003\)](#) usando dados do SDSS EDR, revelaram uma densidade característica de  $\sim 1 h_{75}^2 \text{ Mpc}^{-2}$  (correspondendo a distâncias ao centro de aglomerados de cerca de 3 – 4 raios de virial) associada a uma “quebra” na relação SFR–densidade. Abaixo desta densidade, a SFR aumenta suavemente com a diminuição da densidade, enquanto que em regiões mais densas ela é fortemente suprimida. [Tanaka et al. \(2004\)](#) complementaram estes estudos encontrando que a quebra

na relação SFR–densidade existe apenas para galáxias pouco luminosas ( $M_r^* + 1 < M_r < M_r^* + 2$ ), enquanto que galáxias mais brilhantes ( $M_r < M_r^* + 1$ ) não apresentam a quebra, com uma relação mais suave. Estes resultados indicam que o decréscimo na SFR de galáxias em ambientes densos ocorre em um grande intervalo de densidades. Uma conclusão similar foi obtida por [Mateus & Sodré \(2004\)](#) num estudo sobre a dependência ambiental da fração de galáxias com formação estelar por meio de uma amostra de galáxias de campo extraída dos dados do 2dFGRS. Mesmo nos ambientes mais rarefeitos a fração de galáxias com atividade de formação estelar significativa diminui consideravelmente com o aumento da densidade local. Dessa forma, há o consenso geral de que os mecanismos físicos responsáveis pela supressão da formação estelar em galáxias não são inerentes somente aos ambientes de mais alta densidade associados com aglomerados de galáxias. Além disso, é interessante notar que galáxias fracas e galáxias brilhantes parecem ter evoluído por caminhos distintos e mecanismos físicos diferentes poderiam desempenhar papéis importantes em cada um deles.

A relevância de tais mecanismos atuando sobre as propriedades das galáxias que observamos hoje pode ser importante apenas em alguns casos particulares. [Balogh et al. \(2004\)](#) confirmaram esta tendência através da combinação de dados do 2dFGRS e SDSS, com ênfase nos ambientes associados com grupos de galáxias. Estes autores sugerem que galáxias em regiões densas sofreram mais interações do que aquelas em regiões de baixa densidade ao longo de bilhões de anos de evolução. Assim, as transformações galácticas induzidas pelo ambiente ocorreram mais efetivamente em *redshifts* elevados. De fato, [Kauffmann et al. \(2004\)](#) demonstraram que as relações entre parâmetros estruturais e a massa estelar possuem pouca influência do ambiente, indicando que estas relações foram estabelecidas há muito tempo atrás. Dessa forma, mecanismos que são eficientes em afetar a estrutura de galáxias (índice de concentração e densidade de massa superficial) são pouco favorecidos em decorrência destes resultados.

### 6.6.1.2 Mecanismos físicos atuando sobre galáxias

Em geral, efeitos do ambiente sobre a formação estelar de galáxias envolvem pelo menos dois tipos de processos. O primeiro tipo está relacionado com a diminuição do conteúdo gasoso de uma galáxia, reduzindo seu potencial de formação estelar. Entre os principais processos incluídos nessa classe estão : interações entre o meio intragaláctico e o meio intergaláctico, incluindo remoção de gás e evaporação ([Gunn & Gott 1972](#); [Fujita & Nagashima 1999](#)) ; interações por efeitos de maré, que removem o gás do disco de galáxias espirais ([Byrd & Valtonen 1990](#)) ; e a supressão do acréscimo de materiais ricos em gás nas vizinhanças de uma galáxia, freqüentemente chamado “estrangulamento” ou “fome de gás” ([Larson, Tinsley & Caldwell 1980](#); [Bekki, Couch & Shioya 2001](#)). A segunda categoria de mecanismos ambientais atuando sobre galáxias são capazes de produzir surtos de formação estelar, incluindo : compressão de gás por pressão de arraste, que induz a formação estelar

(Dressler & Gunn 1983; Bothun & Dressler 1986; Vollmer et al. 2001); fusões com outros sistemas (Barnes & Hernquist 1991; Lavery & Henry 1994; Bekki 2001); e interações por efeitos de maré (Moss & Whittle 2000).

Também podemos classificar estes mecanismos de acordo com sua eficiência em diferentes ambientes. Por exemplo, remoção de gás por pressão de arraste atuam principalmente nas regiões centrais de aglomerados de galáxias, onde a densidade do gás intra-aglomerado (ICM) é alta e as velocidades relativas das galáxias são elevadas nestes sistemas. Por outro lado, processos que são efetivos mesmo em regiões de baixa densidade podem desempenhar um importante papel em definir as propriedades de formação estelar de galáxias habitando ambientes distintos, conforme discutido acima. A supressão do reservatório de gás presente nas redondezas de uma galáxia (*starvation*), que são acretaados por halos mais massivos, é frequentemente evocada como sendo o principal mecanismo responsável pelo declínio da formação estelar de galáxias à medida que a densidade aumenta, e mesmo para regiões pouco densas.

### 6.6.1.3 Evidência de efeitos ambientais no universo local

Apesar do grande número de mecanismos físicos propostos na literatura e as previsões teóricas de seus efeitos sobre a evolução de galáxias em diferentes ambientes, as observações de seus sinais em galáxias restringem-se a alguns tipos de objetos específicos. Em particular, uma população de galáxias com espectros sem linhas de emissão e larguras equivalentes de  $H\delta$  fortes em absorção (referidas como galáxias k+a ou E+A), indicativo de uma fase *post-starburst*, tem sido observada em aglomerados de galáxias distantes (e.g. Dressler & Gunn 1983; Dressler et al. 1999; Poggianti et al. 1999; Tran et al. 2003), assim como em aglomerados locais (veja, por exemplo, resultados para o aglomerado de Coma obtidos por Poggianti et al. 2004). Estas galáxias k+a poderiam ser resultado de uma interação com o gás quente do meio intra-aglomerado, que poderia ser responsável pela supressão da atividade de formação estelar nestes objetos possivelmente precedida por um surto de formação estelar intenso (*starburst*). Além disso, acredita-se que este fenômeno ocorra em uma curta escala de tempo ( $1 - 1,5$  Gyr), como é indicado pela intensidade da linha de  $H\delta$  em absorção. Logo, a observação desta classe de galáxias em aglomerados poderia refletir um processo de transformação recente atuando sobre as galáxias.

Outra classe de galáxias que possuem uma origem relacionada ao ambiente denso dos aglomerados é aquela composta por galáxias espirais passivas (e.g. Goto et al. 2003), isto é, galáxias com morfologia de uma espiral comum mas sem linhas de emissão em seus espectros (ambos  $H\alpha$  e  $[O II]$ ) e com cores tão vermelhas quanto as de elípticas. Estas galáxias habitam regiões de densidade intermediária ( $1 - 10$  raios de virial do centro de aglomerados) associadas a regiões de queda de objetos sobre o poço de potencial dos

aglomerados. Assim, mecanismos que atuam nestas escalas e preservam a morfologia espiral seriam responsáveis pela existência destas galáxias peculiares (Goto et al. 2003).

A existência de galáxias com surtos de formação estelar recentes — isto é, galáxias com evidências de formação estelar iniciada menos de 200 milhões de anos atrás (Balogh et al. 1999) — com a mesma frequência tanto em ambientes densos como em regiões de baixa densidade (Mateus & Sodré 2004) indicam que interações por efeitos de maré são, provavelmente, os mecanismos principais que induzem o surto de forma o estelar nestes objetos, mesmo em regiões rarefeitas do campo. Logo, mecanismos relacionados apenas às regiões densas de aglomerados não são capazes de explicar todos os efeitos ambientais atuando sobre as galáxias.

Adicionalmente a estes tipos de objetos e os supostos mecanismos associados   origem de cada um deles, existe uma clara evidência observacional do processo de remo o de gás por pressão de arraste (*ram pressure stripping*) afetando a distribui o de HI em galáxias de aglomerados (e.g. Vollmer et al. 2001). Entretanto, cabe ressaltar que este processo dinâmico possui pouco efeito sobre o conteúdo estelar de uma galáxia, como mostrado pelas observa es de um grande número de galáxias com discos estelares bastante normais, mas com discos de HI (e.g. Cayatte et al. 1990; Vollmer et al. 2000, 2004) e H $\alpha$  (Koopmann & Kenney 2004) truncados, como resultado da intera o entre o meio interestelar de tais galáxias e o gás quente do meio intra-aglomerado.

### 6.6.2 Um caminho natural para a evolu o de galáxias

Na última se o, mostramos que a hipótese baseada nos efeitos ambientais associados   evolu o de galáxias em diferentes ambientes tem sido utilizada frequentemente ‘a priori’ para explicar a rela o entre forma o estelar e densidade no universo local. De fato, num cenário hierárquico de forma o de galáxias,   medida que as aglomera es de matéria evoluem, a densidade em torno de uma galáxia tende a aumentar em todos os ambientes. Alta densidade provavelmente significa mais intera es, o que poderia, em princípio, determinar a origem da rela o entre a atividade de forma o estelar e a densidade local de galáxias.

Por outro lado, simula es da década de 80 já sugeriam que a rela o morfologia–densidade   um produto natural da aglomera o de matéria escura fria de forma hierárquica a partir de certas condi es iniciais (e.g. Frenk et al. 1985, 1988). Galáxias em altos *redshifts* formariam-se em regiões de sobre-densidade, constituindo os atuais aglomerados e super-aglomerados de galáxias. Nestas regiões, flutua es de densidade de pequena escala colapsariam antes que as flutua es em regiões de baixa densidade (Kaiser 1984; Davis et al. 1985; Bardeen et al. 1986). Assim, as galáxias mais velhas e mais vermelhas observadas hoje seriam formadas há vários bilhões de anos atrás preferencialmente em regiões de alta

densidade de matéria, onde a produção de galáxias elípticas via fusões é bastante favorecida. Conseqüentemente, um caminho natural para a evolução de galáxias surge a partir desta relação, onde galáxias em ambientes densos tendem a ser mais “evoluídas” que as galáxias em regiões de baixa densidade (Benson et al. 2001).

Além disso, estudos baseados em dados de galáxias em altos *redshifts* (e.g. Cowie et al. 1996; Kodama et al. 2004; Juneau et al. 2005, e muitos outros) e também para galáxias próximas (Kauffmann et al. 2003b; Mateus et al. 2006a; Heavens et al. 2004) revelaram que a existência de um ‘*downsizing*’ na formação de galáxias é extremamente importante em análises que envolvem as propriedades de formação estelar de galáxias. Os resultados obtidos por estes estudos sugerem que galáxias massivas pararam de formar estrelas há vários bilhões de anos atrás, com a fração de galáxias com formação estelar sendo dominada por sistemas de baixa massa. A evidência observacional de uma população de galáxias massivas em altos *redshifts* (e.g. Glazebrook et al. 2004; Chen & Marzke 2004, entre outros) também dá suporte a este cenário. Entretanto, a origem física deste *downsizing* ainda permanece como assunto de debate (e.g. de Lucia et al. 2005; Bundy et al. 2006, entre outros).

Estas tendências também são confirmadas por simulações recentes de alta resolução (e.g. Weinberg et al. 2004) e modelos semi-analíticos de formação de galáxias (e.g. Menci et al. 2005; de Lucia et al. 2005). Do lado observacional, a descoberta de uma sobre-densidade de galáxias (ou proto-aglomerado) em  $z = 2, 3$  por Steidel et al. (2005), povoada por uma significativa fração de galáxias com populações estelares velhas, é consistente com a expectativa teórica de uma aceleração da formação de estruturas em regiões mais densas. Isto também está particularmente relacionado com as conclusões obtidas por Einasto et al. (2005) que mostram que aglomerados de galáxias em ambientes de alta densidade evoluem mais rapidamente que aqueles em regiões de baixa densidade.

### 6.6.3 O cenário *nature via nurture*

Neste trabalho, confirmamos que os ambientes de alta densidade são dominados por galáxias massivas povoadas por populações estelares velhas, que estão associadas com as galáxias elípticas da relação morfologia–densidade. O resultado mais interessante mostra que a atividade de formação estelar de galáxias de baixa massa, relacionada com a idade estelar média das populações estelares, não varia significativamente ao longo do intervalo de densidade considerado neste trabalho. Este resultado sugere que as galáxias de baixa massa possuem uma elevada taxa de formação estelar tanto em regiões de alta quanto de baixa densidade local. Para as galáxias mais massivas de nossa amostra este mesmo comportamento também é observado. Somente para um intervalo de massa intermediário ( $\sim 4 - 6 \times 10^{10} M_{\odot}$ ), associado a uma transição nas propriedades galácticas (Mateus et al.

2006a), a atividade de formação estelar recente de galáxias diminui com o aumento da densidade local. Por outro lado, quando consideramos as galáxias divididas em intervalos de luminosidade, ao invés da massa estelar, a atividade de formação estelar de galáxias luminosas e de galáxias de baixa luminosidade diminui significativamente à medida que vamos para ambientes cada vez mais densos, resultando na conhecida relação entre formação estelar e ambiente para galáxias selecionadas pela luminosidade (e.g. Lewis et al. 2002; Gómez et al. 2003; Balogh et al. 2004; Tanaka et al. 2004; Rines et al. 2005).

Também mostramos na figura 6.13 que, em média, galáxias em regiões de alta densidade possuem uma maior razão massa–luminosidade do que galáxias localizadas em regiões mais rarefeitas. Isto indica que galáxias em ambientes densos tendem a ser mais massivas (veja também Tully 2005 para um resultado similar relacionado com grupos de galáxias e Einasto et al. 2005 para o caso de aglomerados de galáxias). Assim, o fato que galáxias apresentam uma atividade de formação estelar diminuindo com o aumento da densidade, independentemente da luminosidade, está relacionado com as altas massas estelares das galáxias que habitam ambientes mais densos. Além disso, a partir dos resultados relativos à existência de um *downsizing* nos processos que regulam a formação estelar de galáxias, é esperado que as galáxias massivas pararam de formar estrelas em altos *redshifts*, talvez devido a mecanismos internos que resultaram num limite de massa abaixo do qual a formação estelar não foi eficiente (Martin & Kennicutt 2001; Jimenez et al. 2005). Dessa forma, a relação entre formação estelar e densidade obtida para galáxias divididas de acordo com a luminosidade, sendo mais forte para galáxias de baixa luminosidade (Tanaka et al. 2004), deveria ser uma consequência natural da evolução de galáxias.

O resultado relacionado com a metalicidade estelar mostrado na figura 6.10 reforça esta idéia : galáxias de baixa massa em ambientes mais densos são mais metálicas que galáxias em ambientes de baixa densidade. Isto surge do fato que galáxias em regiões densas tendem a ser mais evoluídas que os sistemas que habitam regiões de baixa densidade. Dessa forma, galáxias de baixa massa em ambientes densos já teriam sido estabelecidas nestes ambientes, mas não pararam de formar estrelas até a época atual, em oposição ao que é observado na evolução de sistemas massivos. Neste sentido, um caminho natural para a evolução de galáxias procede via um caminho ambiental principalmente em altos *redshifts* : galáxias massivas formaram-se em regiões mais densas e evoluíram de uma forma acelerada, em contraste com a evolução mais solitária de galáxias de baixa massa que povoam preferencialmente as regiões de baixa densidade do universo.

Estes resultados são suportados pelas conclusões obtidas por Tanaka et al. (2005) num estudo sobre a origem da relação cor–magnitude de galáxias em função do ambiente. Estes autores também confirmam a existência de um *downsizing* na evolução das propriedades galácticas, onde os processos de formação estelar são deslocados de galáxias

massivas para galáxias de baixa massa e de galáxias em ambientes densos para galáxias em regiões de baixa densidade à medida que a evolução prossegue. Além disso, nossos resultados também podem ser relacionados com o estudo feito por Poggianti et al. (2005), que investigaram a evolução da proporção de galáxias com formação estelar (definidas através de  $EW([O II])$ ) em aglomerados de galáxias desde  $z = 0,4 - 0,8$  (a partir de uma amostra obtida pelo *ESO Distant Cluster Survey*) até  $0,04 < z < 0,8$  (obtidos de uma amostra do SDSS). Poggianti et al. propõem que a relação entre formação estelar e densidade possui uma componente “primordial” e uma componente “evoluída”, ambas apresentando dependências ambientais distintas, e que esta relação foi estabelecida em altos *redshifts* na época de formação das primeiras estrelas das galáxias. Este cenário é particularmente relacionado com as tendências mostradas por nossos resultados.

Neste cenário de evolução de galáxias, que referimos por *nature via nurture*, a dependência ambiental das propriedades de formação estelar de galáxias, comumente associadas com alguns (ou vários) mecanismos físicos atuando sobre galáxias azuis que são capturadas por sistemas massivos representados pelos aglomerados de galáxias, é determinada pela alta razão  $M_*/L$  de galáxias que povoam ambientes densos, em adição com o *downsizing* observado na formação de galáxias. Estes dois ingredientes possuem um papel crucial na definição da relação entre formação estelar e densidade local de galáxias. Todavia, cabe ressaltar que efeitos ambientais atuando sobre as propriedades de galáxias realmente são importantes em alguns casos, tal como a existência de galáxias numa fase *post-starburst*, galáxias espirais passivas e galáxias com surtos recentes de formação estelar (*short starburst*). No entanto, a fração de tais produtos ambientais é bastante reduzida, indicando que estes mecanismos são muito rápidos e eficientes ou que estas transformações são realmente raras no universo local.

## 6.7 Sumário

Neste capítulo, discutimos a dependência ambiental das propriedades de galáxias no universo local. Baseamos nossas análises nas propriedades das populações estelares de galáxias numa amostra limitada em volume extraída do SDSS. A aplicação de um método de síntese espectral a este conjunto de dados produz estimadores robustos de idades estelares médias, metalicidades estelares médias e massa estelar, que foram utilizados para caracterizar as populações estelares de galáxias. Definimos o ambiente através da densidade local de galáxias baseada na distância ao vizinho mais próximo e da distância radial ao centro de aglomerados definidos por um catálogo público de aglomerados de galáxias do SDSS. A principal abordagem utilizada neste estudo é a comparação das relações entre as propriedades galácticas e o ambiente para galáxias divididas de acordo com a luminosidade

e com a massa estelar. Nossos resultados principais são resumidos logo abaixo.

1. Recuperamos a relação entre formação estelar e densidade local de galáxias em termos da idade estelar média ponderada por fluxo,  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$  (que apresenta uma forte correlação com os parâmetros de formação estelar derivados da linha de emissão de  $H\alpha$ ). Confirmamos que os ambientes de alta densidade de galáxias são povoados por uma grande fração de sistemas massivos com populações estelares velhas, em oposição às regiões de baixa densidade que são dominadas por galáxias de baixa massa e altas taxas de formação estelar. Também obtemos que galáxias com massas intermediárias possuem uma fração constante ao longo do intervalo de densidade coberto por nossa amostra. A transição nas propriedades das galáxias ocorre em  $\Sigma_{10}^t \sim 0,5 h_{70}^2 \text{ Mpc}^{-2}$ , correspondendo a 2 – 3 raios de virial dos centros de aglomerados de galáxias.
2. A dependência ambiental de  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$  possui comportamentos distintos quando separamos as galáxias de acordo com a luminosidade ou com a massa estelar. A relação idade–densidade existe para galáxias independentemente da luminosidade. Por outro lado, apenas para um intervalo intermediário de massa estelar (associado a uma transição nas propriedades galácticas) a relação apresenta uma variação considerável na idade estelar média das galáxias. Para galáxias de baixa massa, a relação apresenta baixos valores de  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$  — característicos de galáxias *late-type* — em todos os ambientes. As galáxias mais massivas também apresentam uma pequena variação nos valores medianos de  $\langle \log t_{\star} \rangle_L$  com o aumento da densidade local, mas eles são elevados para qualquer valor de densidade.
3. Obtemos que os comportamentos distintos da relação idade–densidade para galáxias divididas pela luminosidade ou massa estelar estão associados a um incremento na massa estelar de galáxias com luminosidades similares à medida que vamos para ambientes mais densos. Em outras palavras, a conhecida relação entre formação estelar e ambiente resulta da prevalência de sistemas massivos em ambientes de alta densidade, independentemente da luminosidade, com um ingrediente adicional dado pela observação de um *downsizing* na formação de galáxias, onde a formação estelar foi mais intensa em galáxias massivas em altos *redshifts* e agora ocorre principalmente em galáxias de baixa massa.
4. Uma análise de componentes principais do conjunto de parâmetros discutidos neste trabalho revelou que a idade estelar média ponderada por fluxo está relacionada com a maior fração da variância presente em nossos dados, enquanto a densidade local de galáxias está associada com a variância remanescente. Este resultado reflete que a relação idade–densidade é a principal responsável pela dependência ambiental observada em algumas propriedades galácticas.
5. A metalicidade estelar média de galáxias pouco massivas ou luminosas aumenta

bruscamente em regiões de alta densidade, indicando que galáxias de baixa massa em ambientes densos tendem a ser mais evoluídas que as galáxias que habitam regiões de baixa densidade.

6. Nossos resultados suportam um caminho natural para a evolução de galáxias que procede via efeitos ambientais principalmente em altos *redshifts* : galáxias massivas formaram-se em regiões densas e evoluíram num modo acelerado, em contraste com uma existência mais solitária de galáxias de baixa massa que povoam regiões rarefeitas do universo local.

Neste trabalho, o conceito de “*nature via nurture*” no cenário de evolução de galáxias foi considerado para explicar os resultados obtidos aqui e relacionados à dependência ambiental das propriedades de galáxias no universo local.



## Capítulo 7

# Conclusões e perspectivas

*Whenever a theory appears to you as the only possible one, take this as a sign that you have neither understood the theory nor the problem which it was intended to solve.*

Karl Popper (1972)

Nesta tese investigamos as propriedades das populações estelares de galáxias através de uma análise semi-empírica de seus dados espectrais. Aplicamos um método de síntese espectral para duas amostras de galáxias extraídas do *Sloan Digital Sky Survey* com o objetivo de recuperar as principais informações físicas contidas nos espectros das galáxias. O arsenal de parâmetros obtido pela síntese espectral, como idades estelares médias, metalicidades, massa estelar e extinção, aliado ao conjunto de parâmetros fotométricos e espectroscópicos obtido pelo SDSS, possibilitaram o estudo de diversos aspectos das propriedades de galáxias que povoam o universo local.

De um certo ponto de vista, a condução deste trabalho se deu de uma forma multidisciplinar. Motivados pela publicação dos primeiros *data releases* do SDSS, iniciamos uma *mineração* deste vasto banco de dados, com ênfase nos espectros obtidos para centenas de milhares de galáxias. Recorremos então à *paleontologia* galáctica através da aplicação do método de síntese espectral para amostras previamente selecionadas e lapidadas. Em particular, as galáxias com linhas de emissão foram objetos de interesse neste trabalho, para as quais discutimos uma *taxonomia* baseada em diagramas de diagnóstico de linhas de emissão, especialmente no “diagrama da gaivota”. Também investigamos a bimodalidade observada na distribuição de algumas propriedades galácticas, que representa uma simplificação da taxonomia de galáxias. Por fim, investimos no estudo da *ecologia* de galáxias, através de análises acerca da dependência ambiental das propriedades galácticas. Apresentamos aqui os principais resultados decorrentes de cada uma destas “disciplinas” discutidas neste trabalho.

### 7.1 Classificação de galáxias com linhas de emissão

Neste estudo, investigamos diversos diagramas de diagnóstico formados pelas razões de intensidades de linhas comumente presentes nos espectros de galáxias (região visível). Definimos classes espectrais de galáxias com formação estelar normal e galáxias com núcleos ativos que aparecem em regiões distintas nesses diagramas, especialmente no diagrama clássico (da gaivota) formado pelas razões  $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$  e  $[\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$ . As classes definidas a partir deste diagrama foram utilizadas como ponto de partida para a investigação de outros úteis diagramas de diagnóstico.

O principal resultado que obtivemos neste estudo (seção 4.2.3) mostra que a utilização de diagramas onde uma das razões é dada pelo parâmetro de excitação  $[\text{O II}]\lambda 3727/[\text{O III}]\lambda 5007$  é factível para a classificação espectral de galáxias com linhas de

emissão, em particular o diagrama  $[O II]/[O III] \times [N II]/H\alpha$ . A razão  $[O II]/[O III]$  tem sido ignorada ao longo dos anos devido ao grande intervalo de  $\lambda$  entre as linhas, que a torna mais suscetível a efeitos de avermelhamento e calibração de fluxo. No entanto, mostramos que para esta razão o avermelhamento não é um empecilho para sua utilização. Portanto, esperamos que os resultados apresentados aqui “ressuscitem” o uso da razão  $[O II]/[O III]$  em diagramas de diagnóstico para análises de galáxias com linhas de emissão. Uma das principais vantagens do uso deste parâmetro é a clara distinção que ele possibilita fazer entre galáxias com núcleos ativos de alta e baixa luminosidade (separação clássica entre núcleos Seyfert 2 e LINERs).

## 7.2 Bimodalidade da população de galáxias

Recentemente, a observação de que as galáxias podem ser agrupadas em dois tipos distintos de acordo com uma distribuição bimodal notada em algumas de suas propriedades, principalmente na cor, levou-nos a tentar compreender a origem dessa bimodalidade observada na população de galáxias. Utilizamos os parâmetros físicos obtidos pela síntese espectral para caracterizar as populações estelares de galáxias, que foram classificadas de acordo com suas propriedades de linhas de emissão em três grupos distintos : galáxias com formação estelar, galáxias passivas e galáxias com núcleos ativos. A bimodalidade da população de galáxias foi então investigada a partir da definição destas classes espectrais.

Mostramos seção que a distribuição bimodal de parâmetros como cor, quebra em  $4000 \text{ \AA}$  e índice de concentração, é bem representada pelas duas classes espectrais extremas, correspondendo a galáxias com formação estelar normal e galáxias passivas (seção 5.3). As galáxias com núcleos ativos apresentam um comportamento intermediário, sendo compostas por misturas de galáxias azuis e vermelhas.

Do ponto de vista das propriedades das populações estelares, obtivemos que a idade estelar média ponderada por fluxo é o parâmetro que melhor descreve a bimodalidade observada, enquanto que a massa estelar possui um papel adicional no sentido que a formação estelar ocorre preferencialmente em sistemas de baixa massa. Para as galáxias com núcleos ativos, também observamos uma distribuição bimodal no sentido que galáxias com populações jovens são mais “ativas” que galáxias com populações velhas ; este resultado reflete a conexão entre formação estelar e atividade nuclear observada em galáxias.

Além das análises sobre a distribuição bimodal das propriedades galácticas, nossos resultados também reforçam a existência de um *downsizing* na formação de galáxias (seção 5.4). Neste cenário, galáxias massivas observadas hoje pararam de formar estrelas a mais de 10 bilhões de anos atrás, enquanto galáxias de baixa massa continuaram com altas taxas de formação estelar.

## 7.3 O papel do ambiente na evolução de galáxias

Discutimos a dependência ambiental das propriedades das populações estelares de galáxias no universo local. Um dos principais resultados deste estudo foi a obtenção de uma relação idade–densidade para galáxias separadas pela luminosidade, que reflete a relação SFR–densidade obtida por outros trabalhos. A idade estelar média ponderada por fluxo possui uma excelente correlação com parâmetros relacionados com a atividade de formação estelar de galáxias derivados a partir da linha de emissão  $H\alpha$ . Confirmamos que os ambientes de alta densidade de galáxias são povoados por uma grande fração de sistemas massivos com populações estelares velhas, em oposição às regiões de baixa densidade, que são dominadas por galáxias de baixa massa e elevadas taxas de formação estelar.

A principal abordagem utilizada neste estudo foi a análise das relações ambientais para galáxias divididas pela luminosidade e pela massa estelar (seção 6.5). Este procedimento surgiu após notarmos que a relação idade–densidade era significativa para galáxias divididas pela luminosidade, mas não era tão importante para galáxias em intervalos de massa estelar. Neste sentido, investigamos o papel da massa estelar e da luminosidade na definição da relação idade–densidade. Encontramos que os comportamentos distintos desta relação estão associados a um incremento na massa estelar de galáxias com a mesma luminosidade à medida que vamos para ambientes mais densos. Em outras palavras, a relação entre formação estelar e ambiente resulta da prevalência de sistemas massivos em ambientes de alta densidade, independentemente da luminosidade, com um ingrediente adicional dado pela observação de um *downsizing* na formação de galáxias, onde a formação estelar foi mais intensa em galáxias massivas em altos *redshifts* e agora ocorre principalmente em galáxias de baixa massa.

Também investigamos a dependência ambiental da metalicidade estelar média de galáxias. Galáxias de baixa massa (ou luminosidade) possuem metalicidades mais elevadas em regiões de alta densidade, indicando que estas galáxias tendem a ser mais evoluídas quimicamente em ambientes densos do que galáxias em regiões de baixa densidade. Estas tendências conduziram-nos à conclusão de que um caminho “natural” para a evolução de galáxias procede via efeitos ambientais principalmente em altos *redshifts*: galáxias massivas formaram-se em regiões densas e evoluíram num modo acelerado, em contraste com uma existência mais solitária de galáxias de baixa massa que povoam regiões rarefeitas do universo local (seção 6.6). Para conciliar os resultados obtidos aqui com o debate sobre *nature* versus *nurture*, introduzimos o conceito de “*nature via nurture*” no cenário de evolução de galáxias. Citando mais uma vez o zoólogo Matt Ridley, “*Nature can act only via nurture. The environment acts as a multiplier of small genetic [natural] differences...*”.

## 7.4 Perspectivas futuras

Como em qualquer outro estudo científico, os resultados apresentados nesta tese responderam algumas questões mas fizeram surgir muitas outras. Ademais, neste trabalho exploramos apenas uma fração do conjunto de dados disponibilizado pelo SDSS e também não investigamos todo o potencial do método de síntese espectral para a obtenção, entre outras possibilidades, da história de formação estelar e química do universo.

Enquanto esta tese estava sendo escrita, mais de uma centena de computadores estavam processando o código STARLIGHT. O objetivo de todo este esforço computacional é de obtermos os resultados da síntese espectral para todas as galáxias observadas espectroscopicamente pelo SDSS. No momento, cerca de 350 mil galáxias já possuem estas informações devidamente armazenadas em dezenas de Gigabytes e a análise de tão vasto conjunto de dados e parâmetros ainda está em fase embrionária. As perspectivas que este projeto nos trazem são infindas e seria necessário outro volume desta tese para abordá-las. Aqui apresento apenas alguns pontos que consideramos importantes, principalmente para complementar os resultados apresentados neste trabalho.

**Histórias de formação estelar e metalicidade do universo** Estudos anteriores sobre a história de formação estelar de galáxias geralmente utilizam medidas da taxa de formação estelar em uma dada época; a história é então construída fazendo-se observações de galáxias em um grande intervalo de *redshifts*. O principal resultado destes estudos indica um declínio na taxa de formação estelar desde  $z \sim 1$  (e.g. Lilly et al. 1996; Madau et al. 1996). Recentemente, Heavens et al. (2004) determinaram a história de formação estelar de galáxias do SDSS de uma forma similar ao que podemos obter através da síntese espectral. A principal diferença entre o método utilizado por estes autores (MOPED) e o método que aplicamos aos dados do SDSS é baseada no tratamento do grande número de parâmetros envolvidos na determinação da história de formação estelar das galáxias. O MOPED é essencialmente baseado na compressão do conjunto de dados, o que não garante que informações relevantes contidas num espectro sejam consideradas na determinação dos parâmetros. Por outro lado, o STARLIGHT utiliza todo o espectro observado figurando como uma excelente ferramenta para a determinação da história de formação estelar e de metalicidade de forma completamente independente. Neste sentido poderemos comparar nossos resultados com aqueles obtidos por outros grupos, que utilizam metodologias distintas. Além disso, um estudo complementar que pretendemos fazer está relacionado com a dependência ambiental da história de formação estelar de galáxias. Em geral, galáxias massivas foram formadas preferencialmente em ambientes mais densos onde os processos de formação estelar foram mais eficientes e rápidos (e.g. Kodama et al. 2004). Neste sentido, a história de formação estelar de galáxias em ambientes densos deve apresentar um pico em *redshifts* mais elevados, diferentemente do esperado para galáxias em ambientes mais rarefeitos.

**Populações estelares de galáxias pós-*starburst*** No âmbito dos estudos sobre efeitos ambientais em galáxias, uma classe de galáxias, conhecidas como k+a ou E+A, figura como uma peça chave em nossa compreensão dos mecanismos físicos que alteram as propriedades de galáxias à medida que são capturadas por sistemas massivos (aglomerados e grupos ricos). Este tipo de objeto apresenta espectros sem evidências de formação estelar recente (por exemplo, sem emissão em  $[O II]\lambda 3727$ ) e linhas de Balmer em absorção, especialmente  $H\delta$ . Estas características são freqüentemente interpretadas como sendo típicas de galáxias numa fase pós-*starburst*, ou seja, galáxias que sofreram um truncamento na atividade de formação estelar, a qual era significativa num passado recente (menos de 1,5 Gyr atrás). Pretendemos realizar um estudo das populações estelares destes objetos, em adição com uma análise ambiental, para desvendar a natureza dos mecanismos responsáveis pelo truncamento da sua atividade de formação estelar e complementar nossa compreensão acerca das relações entre as propriedades galácticas e o ambiente.

**A natureza da seqüência de galáxias ativas** Os dados obtidos por *redshift surveys* são freqüentemente utilizados para programas de *follow-up*, que utilizam as grandes bases de dados para a busca de objetos interessantes para observação posterior. Em nosso caso, adotaremos uma abordagem similar para investigar a natureza da seqüência de galáxias com núcleos ativos que é facilmente notada no diagrama BPT. Recentemente, preparamos um pedido de observação para o observatório GEMINI para estudar as populações estelares e os diagramas de diagnóstico para as regiões centrais de uma amostra de galáxias ao longo da seqüência de AGN *hosts*, através dos espectros obtidos por um *Integral Field Unit* (IFU). Os principais objetivos deste projeto serão : analisar a variação das populações estelares ao longo da seqüência ; verificar se o espectro de emissão tipo LINER é estendido ou não ; e estudar a variação espacial das populações estelares nas regiões em torno do núcleo das galáxias, incluindo o nível de contaminação dos espectros integrados por regiões H II.

Estes estudos darão continuidade ao nosso projeto de investigação científica sobre *Semi-Empirical Analysis of Galaxies*, baseado na riqueza de dados proporcionada pelo SDSS e no arsenal de parâmetros físicos obtidos pelo código de síntese espectral STARLIGHT. Também concentraremos esforços na análise de dados de levantamentos de galáxias distantes em  $z \sim 0,5 - 1$ , especialmente através dos espectros obtidos pelo *Deep Extragalactic Evolutionary Probe 2* (DEEP2) e pelo *Team Keck Treasury Redshift Survey* (TKRS), além da preparação de uma metodologia objetiva para a investigação dos dados espectrais que serão obtidos por *surveys* futuros, especialmente através do *Wide-Field Fiber-Fed Multi-Object Spectrograph* (WF MOS) do GEMINI. Muitos passos ainda são necessários para a nossa completa compreensão dos processos que guiaram a formação e evolução de galáxias. Os resultados apresentados neste trabalho são nossos primeiros passos nesta direção e esperamos que seus “rastos” sejam relevantes para o progresso de nossa consciência acerca do Universo.



## Apêndice A

---

# Efeitos de Abertura

Um efeito inerente aos modernos levantamentos de galáxias está relacionado ao uso de aberturas reduzidas para a obtenção dos dados espectroscópicos. No 2dFGRS, o diâmetro das fibras utilizadas era de apenas  $2''$ , enquanto que no SDSS as fibras cobrem  $3''$  do céu, levando a uma pequena amostragem da luz integrada de galáxias próximas. Recentemente, [Kewley, Jansen & Geller \(2005\)](#) examinaram este problema com detalhes através da investigação do efeito dos tamanhos das aberturas sobre as determinações de taxa de formação estelar, metalicidade e extinção para galáxias selecionadas a partir do *Nearby Field Galaxy Survey* (NFGS ; [Jansen et al. 2000a,b](#)). O principal resultado obtido por estes autores é a necessidade de selecionar objetos com  $z > 0,04$ , no caso do SDSS, para minimizar os efeitos de abertura nas medidas espectrais. Este limite em redshift é requerido para garantir que pelo menos cerca de 20% da luz da galáxia seja capturada pela fibra.

Com o objetivo de verificar se os resultados apresentados neste trabalho são afetados pelos efeitos de abertura, investigamos o comportamento de algumas quantidades resultantes da aplicação do método de síntese espectral para nossa amostra de galáxias limitada em volume. Analisamos os parâmetros  $M_*$ ,  $\langle Z_* \rangle$ ,  $\langle \log t_* \rangle$  e  $A_V$  em função do *redshift* para galáxias com luminosidades acima e abaixo do valor mediano de luminosidade para nossa amostra,  $M_r = -21,17$ . Na figura [A.1](#) mostramos como linhas sólidas os valores medianos de cada distribuição, assim como seus respectivos quartis. Nenhuma das quantidades investigadas aqui são afetadas pelo efeito de abertura. A correlação mais forte com  $z$  ocorre para a idade estelar média, correspondendo a uma pequena variação ao longo do intervalo de *redshift* de aproximadamente 0,1 e 0,26 dex para galáxias fracas (*Faint*) e brilhantes (*Bright*), respectivamente. Este resultado implica que a luz de objetos próximos “observada” pela fibra é dominada pelas populações estelares mais velhas provenientes do bojo. Para as outras quantidades, as variações são sempre menores que 0,1 dex. Portanto, concluímos que os parâmetros estimados pela síntese espectral não são afetados de forma significativa pelos efeitos de abertura quando analisamos a AMOSTRA 50K.

Em boa parte das análises feitas neste trabalho, a amostra de galáxias utilizada contém somente objetos com redshifts maiores que  $z = 0,05$  (AMOSTRA 50K). Assim, seguindo a recomendação dada por [Kewley, Jansen & Geller \(2005\)](#), os efeitos de abertura para nossa amostra tendem a ser fortemente minimizados (tal como discutido no parágrafo

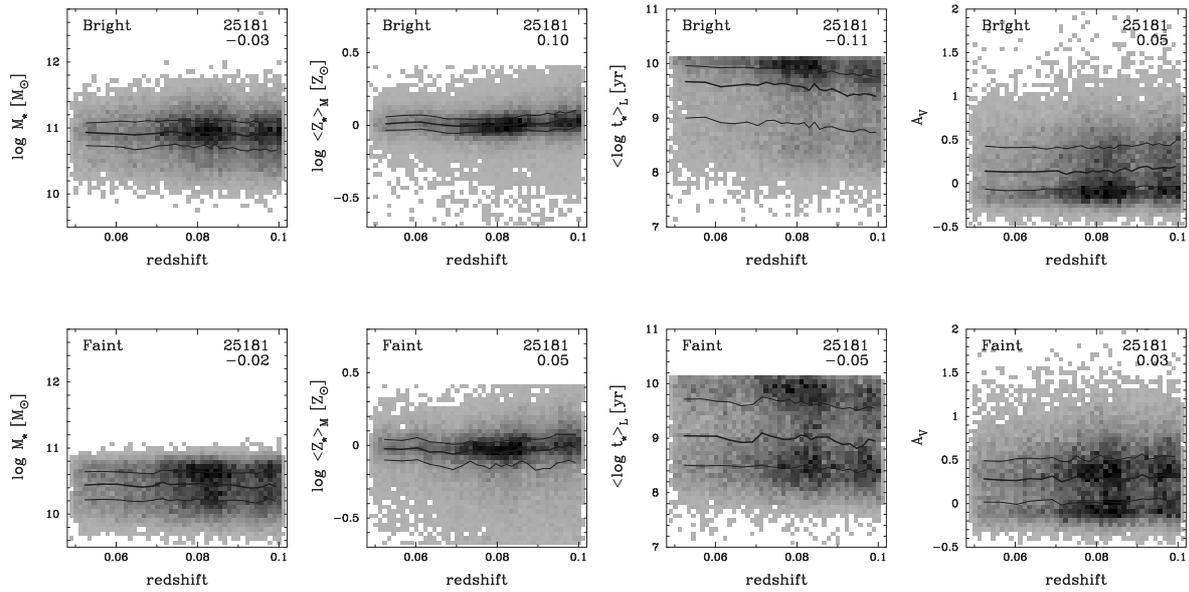


FIGURA A.1 — Valores medianos (e os respectivos quartis) da massa estelar, metalicidade estelar média, idade estelar média e extinção na banda  $V$  em função do  $redshift$ . Os resultados são mostrados para galáxias com luminosidades acima (*Bright*, painéis superiores) e abaixo (*Faint*, painéis inferiores) da luminosidade mediana da amostra considerada (AMOSTRA 50K). Os números no canto superior direito indicam a contagem de objetos em cada painel e o coeficiente de correlação de Spearman para cada distribuição.

anterior). Por outro lado, na figura 5.4 mostramos que a fração de galáxias *star-forming* aumenta significativamente com o  $redshift$ , provavelmente devido ao fato que, para galáxias próximas, a fibra observa principalmente as regiões do bojo, enquanto que as linhas de emissão (usadas para classificar as galáxias) são produzidas essencialmente no disco. Aqui investigaremos alguns aspectos deste efeito.

Na figura A.2 mostramos as distribuições cumulativas de duas quantidades relacionadas com a fração de luz observada pelas fibras do SDSS para toda a amostra e para cada classe espectral discutida no capítulo 5. No painel esquerdo desta figura, é mostrada a razão entre o raio da fibra ( $1,5''$ ) e o raio de Petrosian contendo 90% do fluxo da galáxia (na banda  $r$ ). Dessa forma, este raio representa a fração do tamanho da galáxia que é observada pela fibra. O valor mediano considerando toda a amostra, e também para cada classe espectral, corresponde a cerca de 23%. Assim, a fibra do SDSS cobre, em média, a mesma fração de uma galáxia, em termos de tamanho, independentemente do seu tipo.

O painel direito da figura A.2 mostra o fator de correção,  $A$ , que é aplicado em medidas relacionadas com o fluxo, baseado nas diferenças entre a magnitude total na banda  $r$  e a magnitude no interior da fibra ( $r_{fib}$ ), ou seja,  $A = 10^{-0,4(r-r_{fib})}$  (Hopkins et al. 2003). Este fator de correção é comumente empregado para corrigir parâmetros derivados de linhas de emissão (como a  $SFR_{H\alpha}$ , ver seção 6.3), e assume que as regiões onde as linhas são

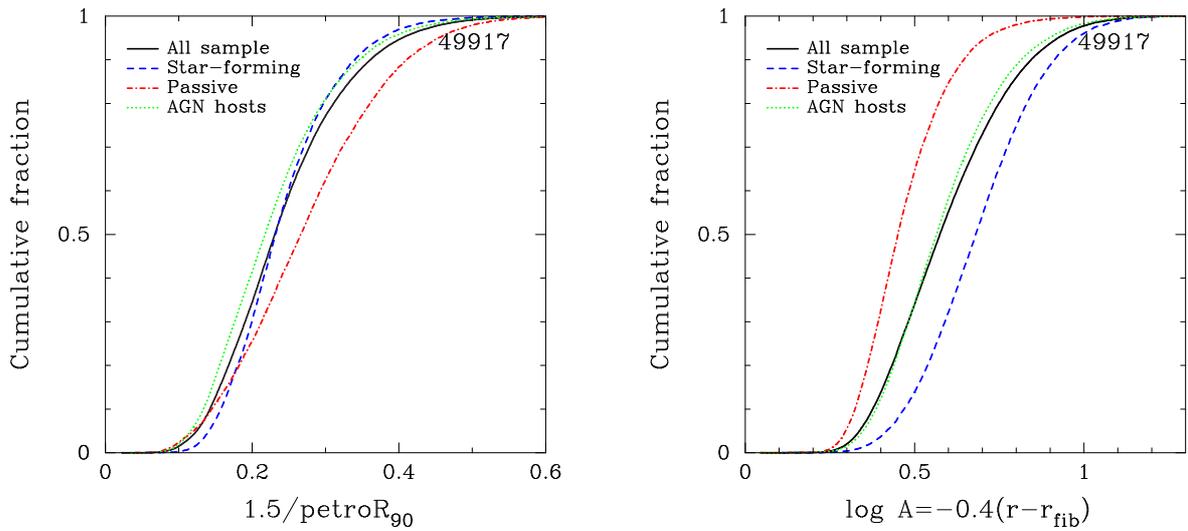


FIGURA A.2 — (À esquerda) Distribuição cumulativa da razão entre o raio da fibra e o raio da galáxia ( $R_{90}$ ) para toda a amostra e para cada classe espectral. (À direita) Distribuição cumulativa do fator de correção a ser aplicado para corrigir pelos efeitos de abertura, também para toda a amostra e para as classes espectrais.

formadas (principalmente regiões H II) possuem uma distribuição idêntica àquelas onde o contínuo é produzido pelas populações estelares mais velhas. Na figura A.2 notamos que galáxias *star-forming* apresentam fatores de correção maiores do que para outras classes. Isto pode representar um problema visto que esta correção é geralmente empregada para este tipo de galáxia (e.g. Hopkins et al. 2003).

A partir dos resultados mostrados na figura A.2 concluímos que enquanto a fibra de 3'' utilizada pelo SDSS cobre cerca da mesma fração do tamanho para todas as galáxias, a fração de luz captada pela abertura reduzida possui um desvio para valores baixos no caso de galáxias *star-forming*, e valores elevados para galáxias passivas. Como os efeitos esperados tenderiam a aumentar o número de galáxias passivas em relação ao de galáxias *star-forming* no regime de baixos *redshifts*, os fatores de correção pequenos obtidos para as galáxias passivas indicam que, em média, não existem efeitos substanciais atuando sobre a fração desta classe espectral ao longo do intervalo de *redshifts* considerados neste trabalho.



## Apêndice B

---

### Artigos relacionados

- 1 MATEUS, A. ; Sodré, L. ; Cid Fernandes, R. ; Stasińska, G. **Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - IV. A nature via nurture scenario for galaxy evolution.** Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, submetido (astro-ph/0604063).
- 2 Stasińska, G. ; Cid Fernandes, R. ; MATEUS, A. ; Sodré, L. **Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - III. How to distinguish AGN hosts.** Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, submetido.
- 3 MATEUS, A. ; Sodré, L. ; Cid Fernandes, R. ; Stasińska, G. ; Schoenell, W. ; Gomes, J. M. **Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - II. The bimodality of the galaxy population revisited.** Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, aceito para publicação (astro-ph/0511578).
- 4 Cid Fernandes, R. ; MATEUS, A. ; Sodré, L. ; Stasińska, G. ; Gomes, J. M. **Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - I. Spectral synthesis method.** Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, v.358, p.363-378, 2005.
- 5 Stasińska, G. ; MATEUS, A. ; Sodré, L. ; Szczerba, R. **What drives the Balmer extinction sequence in spiral galaxies ?. Clues from the Sloan Digital Sky Survey.** Astronomy & Astrophysics, v.420, p.475-489, 2004.



# Bibliografia

---

- Abazajian K., et al., 2003, AJ, 126, 2081
- Abazajian K., et al., 2004, AJ, 128, 502
- Abazajian K., et al., 2005, AJ, 129, 1755
- Abell G. O., 1958, ApJS, 3, 211
- Abraham R.G., Valdes F., Yee H.K.C., van den Bergh S., 1994, ApJ, 432, 75
- Adelman-McCarthy J. K., et al., 2006, ApJS, 162, 38
- Allende Prieto C., Lambert D.L., Asplund M., 2001, ApJ, 556, L63
- Aller L.H., 1942, ApJ, 95, 52
- Alloin D., Collin-Souffrin S., Joly M., Vigroux L., 1979, A&A, 78, 200
- Antonucci R., 1993, ARA&A 31, 473
- Arimoto N., Yoshii Y., 1987, A&A, 173, 23
- Asari N. V., 2006, Msc Thesis, Universidade Federal de Santa Catarina
- Baade W., 1944, ApJ, 100, 137
- Baldry I.K., Glazebrook K., Brinkmann J., Ivezić Z., Lupton R.H., Nichol R.C., Szalay A.S., 2004, ApJ, 600, 681
- Baldwin J.A., Phillips M.M., Terlevich R., 1981, PASP, 93, 5
- Balogh M.L., Morris S.L., Yee H.K.C., Carlberg R.G., Ellingson E., 1999, ApJ, 527, 54
- Balogh M.L., Baldry I.K., Nichol R., Miller C., Bower R., Glazebrook K., 2004, ApJL, 615,101
- Balzano V.A., 1983, ApJ, 268, 602
- Bardeen J. M., Bond J. R., Kaiser N., Szalay A. S., 1986, ApJ, 304, 15
- Barnes J.E., Hernquist L.E., 1991, ApJ, 370, L65
- Becker R. H., White R. L., Helfand, D. J., 1995, ApJ, 450, 559
- Bekki K., 2001, ApJ, 546, 189

- Bekki K., Couch W.J., Shioya Y., 2001, PASJ, 53, 395
- Bell E., Wolf C., Meisenheimer K., et al., 2004, ApJ, 608, 752
- Benson A. J., Frenk C. S., Baugh C. M., Cole S., Lacey C. G., 2001, MNRAS, 327, 1041
- Bertone E., Buzzoni A., Rodríguez-Merino L.H., Chávez M., 2004, Memorie della Societa Astronomica Italiana, 75, 158
- Bica E., 1988, A&A, 195, 76
- Blanton M. R., et al., 2001, AJ, 121, 2358
- Blanton M.R., et al., 2003a, ApJ, 594, 186
- Blanton M.R, Brinkmann J., Csabai I., Doi M., Eisenstein D., Fukugita M., Gunn J.E., Hogg D.W., Schlegel D.J., 2003c, AJ, 125, 2348
- Bok B. J., 1934, Harvard College Obs. Bull., 895, 1
- Bothun G.D., Dressler A., 1986, ApJ, 301, 57
- Bravo-Alfaro H., Cayatte V., van Gorkon J.H., Balkowski C., 2000, AJ, 119, 580
- Bressan A., Chiosi C., Tantalò R., 1996, A&A, 311, 425
- Brinchmann J., Charlot S., White S.D.M., Tremonti C., Kauffmann G., Heckman T., Brinkmann J., 2004, MNRAS, 351, 1151
- Bruzual G., 1983, ApJ, 273, 105
- Bruzual G., Charlot S., 1993, ApJ, 405, 538
- Bruzual G., Charlot S., 2003, MNRAS, 344, 1000
- Bundy K., et al., 2006, submetido (astro-ph/0512465)
- Butcher H., Oemler A., 1978, ApJ, 226, 559
- Buzzoni A., 1989, ApJS, 71, 817
- Byrd G., Valtonen M., 1990, ApJ, 350, 89
- Calzetti D., Kinney A.L., Storchi-Bergmann T., 1994, ApJ, 429, 582
- Cardelli J.A., Clayton G.C., Mathis J.S., 1989, ApJ, 345, 245
- Carter B.J., Fabricant D.G., Geller M.J., Kurtz M.J., McLean B., 2001, ApJ, 559, 606
- Cayatte, V., van Gorkom, J. H., Balkowski, C., Kotanyi, C. 1990, AJ, 100, 604
- Cen R., Ostriker J.P., 1993, ApJ, 417, 415
- Chabrier G., 2003, PASP, 115, 763

- Charlot S., Longhetti M., 2001, MNRAS, 323, 887
- Chen H.-W., Marzke R.O., 2004, ApJ, 615, 603
- Cid Fernandes R., Sodr e L., Schmitt H.R., Leão J.R.S., 2001, MNRAS, 325, 60
- Cid Fernandes R., Gu Q., Melnick K., Terlevich E., Terlevich R., Kunth D., Rodrigues Lacerda R., Joguet B. 2004, MNRAS, 355, 273
- Cid Fernandes R., Mateus A., Sodr e L., Stasi nska G., Gomes J.M, 2005, MNRAS, 358, 363
- Coelho P., Barbuy B., Mel endez J., Schiavon R. P., Castilho B. V., 2005, A&A, 443, 735
- Cole S., et al. (The 2dFGRS Team), 2001, MNRAS, 326, 255
- Colless M., et al. (The 2dFGRS Team), 2001, MNRAS, 328, 1039
- Cooper M. C., Newman J. A., Madgwick D. S., Gerke B. F., Yan R., Davis M., 2005, ApJ, 634, 833
- Cowie L.L., Songaila A., Hu E.M., Cohen J.G., 1996, AJ, 112, 839
- Coziol R., Ribeiro A.L.B., de Carvalho R.R., Capelato H.V., 1998, ApJ, 493, 563
- Crampin J., Hoyle F., 1961, MNRAS, 122, 27
- da Costa L. N., et al., 1988, ApJ, 327, 544
- Davies R. L., Sadler E. M., Peletier R. F., 1993, MNRAS, 262, 650
- Davis M., Efstathiou G., Frenk C. S., White S. D. M., 1985, ApJ, 292, 371
- de Carvalho R. R., Djorgovski S., 1992, ApJ, 389, L49
- De Lucia G., Springel V., White S. D. M., Croton D., Kauffmann G., 2006, MNRAS, 366, 499
- Denicol  G., Terlevich R., Terlevich E., 2002, MNRAS, 330, 69
- Díaz A.I., Pérez-Montero E., 2000, MNRAS, 312, 130
- Doi M., Fukugita M., Okamura S., 1993, MNRAS, 264, 83
- Dopita M.A., Evans I.N., 1986, ApJ, 307, 431
- Dressler A., 1980, ApJ, 236, 351
- Dressler A., et al., 1997, ApJ, 490, 577
- Dressler A., Smail I., Poggianti B. M., Butcher H., Couch W. J., Ellis R. S., Oemler A. J., 1999, ApJS, 122, 51
- Dressler A., Gunn J.E., 1983, ApJ, 270, 7
- Edmunds M.G., Pagel B.E.J., 1984, MNRAS, 211, 507

- Einasto J., Tago E., Einasto M., Saar E., Suhhonenko I., Heinämäki P., Hütsi G., Tucker D.L., 2005, *A&A*, 439, 45
- Eisenstein D. J., et al., 2001, *AJ*, 122, 2267
- Ellis R. S., Colless M., Broadhurst T., Heyl J., Glazebrook K., 1996, *MNRAS*, 280, 235
- Faber S.M., 1972, *A&A*, 20, 361
- Fanelli M.N., O'Connell R.W., Thuan T.X., 1988, *ApJ* 334, 665
- Ferland G. J., Korista K. T., Verner D. A., Ferguson J. W., Kingdon J. B., Verner E. M., 1998, *PASP*, 110, 761
- Fioc M., Rocca-Volmerange B., 1997, *A&A*, 326, 950
- French H.B., 1980, *ApJ*, 240, 41
- Frenk C. S., White S. D. M., Efstathiou G., Davis M., 1985, *Nature*, 317, 595
- Frenk C. S., White S. D. M., Davis M., Efstathiou G., 1988, *ApJ*, 327, 507
- Fujita Y., Nagashima M., 1999, *ApJ*, 516, 619
- Fukugita M., Ichikawa T., Gunn J.E., Doi M., Shimasaku K., Schneider D.P., 1996, *AJ*, 111, 1748
- Fukugita M., Nakamura O., Turner E.L., Helmboldt J., Nichol R.C., 2004, *ApJL*, 601, 127
- Fukunaga K., 1990, *Introduction to Statistical Pattern Recognition*, 2nd edn. Academic Press
- Glazebrook K., et al., 2004, *Nature*, 430, 181
- Gomes J. M., 2005, Msc Thesis, Universidade Federal de Santa Catarina
- Gómez P.L., et al., 2003, *ApJ*, 584, 210
- González Delgado R. M., Cerviño M., Martins L. P., Leitherer C., Hauschildt P. H., 2005, *MNRAS*, 357, 945
- Gordon K. D., Calzetti D., Witt A. N., 1997, *ApJ*, 487, 625
- Goto T., et al., 2002, *PASJ*, 54, 515
- Goto T., et al., 2003, *PASJ*, 55, 757
- Guideroni B., Rocca-Volmerange B., 1987, *A&A*, 186, 1
- Gunn J.E., Gott J.R., 1972, *ApJ*, 176, 1
- Guzman R., Gallego J., Koo D. C., Phillips A. C., Lowenthal J. D., Faber S. M., Illingworth G. D., Vogt N. P., 1997, *ApJ*, 489, 559
- Hammer F., Flores H., Elbaz D., Zheng X.Z., Liang Y.C., Cesarsky C., 2005, *A&A*, 430, 115

- Hao L., et al., 2005, *AJ*, 129, 1783
- Hashimoto Y., Oemler A., Lin H., Tucker D.L., 1998, *ApJ*, 499, 589
- Heavens A., Panter B., Jimenez R., Dunlop J., 2004, *Nature*, 428, 625
- Heavens A., Jimenez R., Lahav O., 2000, *MNRAS*, 317, 965
- Heckman T.M., 1980, *A&A*, 87,152
- Hogg D.W., Blanton M., Strateva I., et al., 2002, *AJ*, 124, 646
- Hopkins A.M., et al., 2003, *ApJ*, 599, 971
- Hubble E. P., 1926, *ApJ*, 64, 321
- Hubble E., 1934, *ApJ*, 79, 8
- Hubble E.P., 1936, *The Realm of the Nebulae* (New Haven : Yale Univ. Press)
- Hubble, E., Humanson, M.L., 1931, *ApJ* 74, 43.
- Huchra J. P., 1988, *ASPC*, 5, 41
- Huchra J., M. Davis, D. Latham, J. Tonry, 1983, *ApJS*, 52, 89
- Humason M. L., Mayall N. U., Sandage A. R., 1956, *AJ*, 61, 97
- Isobe, T., Feigelson, D., Akritas, M.G., Babu, G.J., 1990, *ApJ* 364, 104.
- Jansen R. A., Franx M., Fabricant D., Caldwell N., 2000a, *ApJS*, 126, 271
- Jansen R. A., Fabricant D., Franx M., Caldwell N., 2000b, *ApJS*, 126, 331
- Jimenez R., Panter B., Heavens A.F., Verde L., 2005, *MNRAS*, 356, 495
- Jones B. J., Martínez V. J., Saar E., Trimble V., 2005, *RvMP*, 76, 1211
- Juneau S., et al., 2005, *ApJ*, 619, L135
- Kaiser N., 1984, *ApJ*, 284, L9
- Kannappan S.J., 2004, *ApJ*, 611, L89
- Kapteyn J., 1922, *ApJ*, 55, 65
- Popper K., 1972, in “Objective Knowledge : An Evolutionary Approach”, Oxford University Press
- Kauffmann G., et al., 2003a, *MNRAS*, 341, 33
- Kauffmann G., et al., 2003b, *MNRAS*, 341, 54
- Kauffmann G., et al., 2003c, *MNRAS*, 346, 1055

- Kauffmann G., White S.D.M., Heckman T.M., M nard B., Brinchmann J., Charlot S., Tremonti C., Brinkmann J., 2004, MNRAS, 353, 713
- Kennicutt R.C., 1998, ARA&A, 36, 189
- Kewley L.J., Dopita M.A., 2002, ApJS, 142, 35
- Kewley L.J., Dopita M.A., Sutherland R.S., Heisler C.A., Trevena J., 2001, ApJ, 556, 121
- Kewley L.J., Jansen R.A., Geller M.J., 2005, PASP, 117, 227
- Kobulnicky H.A., Kennicutt R.C., Pizagno J.L., 1999, ApJ, 514, 544
- Kodama T., et al., 2004, MNRAS, 350, 1005
- Koopmann R. A., Kenney J. D. P., 2004, ApJ, 613, 866
- Kroupa P., 2001, MNRAS, 322, 231
- Larson R.B., Tinsley B.M., Caldwell C.N., 1980, ApJ, 237, 692
- Lavery R.J., Henry J.P., 1994, ApJ, 426, 524
- Le Borgne J.-F., et al., 2003, A&A, 402, 433
- Le Borgne D., Rocca-Volmerange B., Prugniel P., Lan¸on A., Fioc M., Soubiran C., 2004, A&A, 425, 881
- Lewis I., et al. (The 2dFGRS Team), 2002, MNRAS, 334, 673
- Lilly S. J., Le F vre O., Hammer F., Crampton D., 1996, ApJ, 460, 1
- Loveday J., Peterson B. A., Maddox S. J., Efstathiou G., 1996, ApJS, 107, 201
- Lupton R.H., Szalay A.S., Gunn J.E., 1999, AJ, 118, 1406
- Madau P., Ferguson H. C., Dickinson M., Giavalisco M., Steidel C. C., Fruchter A., 1996, MNRAS, 283, 1388
- Madau P., Ferrara A., Rees M. J., 2001, ApJ, 555, 92
- Madau P., Pozzetti L., Dickinson M., 1998, ApJ, 498, 106
- Madgwick D., et al. (The 2dFGRS Team), 2002, MNRAS, 333, 133.
- Martin C.L., Kennicutt R.C., 2001, ApJ, 555, 301
- Mas-Hesse, J. M., Kunth, D. 1999, A&AS, 349, 765
- Mateus A., Sodré L., Cid Fernandes R., Stasi nska G., Schoenell W., Gomes J.M., 2005, astro-ph/0511578, no prelo
- Mateus A., Sodré L., Cid Fernandes R., Stasi nska G., 2006, MNRAS, submetido
- Mateus A., Sodré L., 2004, MNRAS, 349, 1251

- McCarthy P.J., et al., 2004, *ApJ*, 614, L9
- McGaugh S.S., 1991, *ApJ*, 380, 140
- Menci N., Fontana A., Giallongo E., Salimbeni S., 2005, *ApJ*, 632, 49
- Miller C.J., Nichol R.C., Gómez P.L., Hopkins, A.M., Bernardi M., 2003, *ApJ*, 597, 142
- Miller C.J., et al., 2005, *AJ*, 130, 968
- Morgan W.W., 1958, *PASP*, 70, 364
- Morton, 1991, *ApJS*, 77, 119
- Moss C., Whittle M., 2000, *MNRAS*, 317, 667
- Moultaka J., Boisson C., Joly M., Pelat D., 2004, *A&A*, 420, 459
- Mowbray A. G., 1938, *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 50, 275
- Munari U., Sordo R., Castelli F., Zwitter T., 2005, *A&A*, 442, 1127
- Murtagh F., Heck A., 1987, *Multivariate data analysis. Astrophysics and Space Science Library*. Reidel, Dordrecht
- Nakamura O., Fukugita M., Brinkmann J., Schneider D.P., 2004, *AJ*, 127, 2511
- Norberg P., et al. (The 2dFGRS Team), 2002, *MNRAS*, 332, 827
- O'Connell R.W., 1976, *ApJ*, 206, 370
- O'Connell R.W., 1980, *ApJ*, 236, 430
- O'Connell R. W., 1996, *ASPC*, 98, 3
- Oemler A. J., 1974, *ApJ*, 194, 1
- Oke J.B., Gunn J.E., 1983, *ApJ*, 266, 713
- Osterbrock D.E., 1960, *ApJ*, 132, 325
- Osterbrock D. E., 1989, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei* (University Science Books)
- Pagel B.E.J., Edmunds M.G., Blackwell D.E., Chun M.S., Smith G., 1979, *MNRAS*, 189, 95
- Panther B., Heavens A. F., Jimenez R., 2003, *MNRAS*, 343, 1145
- Peebles P. J. E., 1970, *AJ*, 75, 13
- Peebles P. J. E., 1974, *Ap&SS*, 31, 403
- Pelat D., 1997, *MNRAS*, 284, 365
- Percival W. J., et al. (The 2dFGRS Team), 2001, *MNRAS*, 327, 1297

- Petrosian V., 1976, ApJ, 209, L1
- Pickles A.J., 1985, ApJ, 296, 340
- Pilyugin L.S., 2000, A&A, 362, 325
- Poggianti B.M., Smail I., Dressler A., Couch W.J., Barger A.J., Butcher H., Ellis R.S., Oemler A., 1999, ApJ, 518, 576
- Poggianti B. M., Bridges T. J., Komiyama Y., Yagi M., Carter D., Mobasher B., Okamura S., Kashikawa N., 2004, ApJ, 601, 197
- Poggianti B., et al., 2005, ApJ, in press (astro-ph/0512391)
- Postman M., Geller M.J., 1984, ApJ, 281, 95
- Press W.H., Teukolsky S.A., Vetterling W.T., Flannery B.P., 1992, Numerical recipes in FORTRAN. The art of scientific computing (Cambridge : University Press)
- Press W. H., Schechter P., 1974, ApJ, 187, 425
- Pritchett C., 1977, ApJS, 35, 397
- Renzini A., Buzzoni A., 1986, in Chiosi C., Renzini A., eds, Spectral Evolution of Galaxies. Riedel, Dordecht, p. 213
- Rines K., Geller M.J., Kurtz M.J., Diaferio A., 2005, AJ, 130, 1482
- Sandage A., 1961, The Hubble Atlas of Galaxies (Washington, D.C. : Carnegie Institution of Washington)
- Sandage A., 1986, A&A, 161, 89
- Scannapieco E., Ferrara A., Madau P., 2002, ApJ, 574, 590
- Schlegel D.J., Finkbeiner D.P., Davis M., 1998, ApJ, 500, 525
- Searle L., 1971, ApJ, 168, 327
- Seaton M.J., 1979, MNRAS, 187, 73P
- Shane C.D., Wirtanen C.A., 1967, Publications of the Lick Observatory, 22, 1
- Shectman S. A., Landy S. D., Oemler A., Tucker D. L., Lin H., Kirshner R. P., Schechter P. L., 1996, ApJ, 470, 172
- Shimasaku K., et al., 2001, AJ, 122, 1238
- Slipher V. M., 1917, PAPHS, 56, 403
- Sodré L., Cuevas H., 1997, MNRAS, 287, 137.
- Sodré L., Cid Fernandes R., Mateus A., Stasińska G., Gomes J. M., 2005, astro-ph/0506420

- Solanes J.M., Giovanelli R., Haynes M.P., 1996, ApJ, 461, 609
- Spinrad H., Taylor, B.J., 1971, ApJS, 22, 445
- Stasińska G., Mateus A., Sodré L., Szczerba R., 2004, A&A, 420, 475
- Stasińska G., Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Asari N., 2006, MNRAS, submetido
- Steidel C. C., Giavalisco M., Pettini M., Dickinson M., Adelberger K. L., 1996, ApJ, 462, L17
- Steidel C. C., Adelberger K. L., Giavalisco M., Dickinson M., Pettini M., 1999, ApJ, 519, 1
- Steidel C.C., Adelberger K.L., Shapley A.E., Erb D.K., Reddy N.A., Pettini M., 2005, ApJ, 626, 44
- Stoughton C., et al., 2002, AJ, 123, 485
- Strateva I., et al., 2001, AJ, 122, 1861
- Strauss M., et al., 2002, AJ, 124, 1810
- Tanaka M., Goto T., Okamura S., Shimasaku K., Brinkmann J., 2004, AJ, 128, 2677
- Tanaka M., Kodama T., Arimoto N., Okamura S., Umetsu K., Shimasaku K., Tanaka I., Yamada T., 2005, MNRAS, 362, 268
- Thomas D., Maraston C., Bender R., de Oliveira C. M., 2005, ApJ, 621, 673
- Thomas D., Maraston C., Bender R., 2002, Ap&SS, 281, 371
- Tinsley B.M., 1968, ApJ, 151, 547
- Tinsley B.M., 1972, A&A, 20, 283
- Tinsley B.M., 1978, ApJ, 222, 14
- Tran K.-V. H., Franx M., Illingworth G., Kelson D. D., van Dokkum P., 2003, ApJ, 599, 865
- Tremonti C.A., et al., 2004, ApJ, 613, 898
- Tully R.B., 2005, ApJ, 618, 214
- Turnrose B.E., 1976, ApJ, 210, 33
- van Zee L., Salzer J.J., Haynes M.P., O'Donoghue A.A., Balonek T.J., 1998, AJ, 116, 2805
- Vazdekis A., 1999, ApJ, 513, 224
- Veilleux S., Osterbrock D.E., 1987, ApJS, 63, 295
- V ron-Cetty M.-P., V ron P., Gonalves A.C., 2001, A&A, 372, 730
- Vettolani G., et al., 1998, A&AS, 130, 323

- Voges W., et al., 1999, *A&A*, 349, 389
- Vollmer B., Marcelin M., Amram P., Balkowski C., Cayatte V., Garrido O., 2000, *A&A*, 364, 532
- Vollmer B., Cayatte V., Balkowski C., Duschl W.J., 2001, *ApJ*, 561, 708
- Vollmer B., Balkowski C., Cayatte V., van Driel W., Huchtmeier W., 2004, *A&A*, 419, 35
- Weedman D.W., Feldman F.R., Balzano V.A., Ramsey L.W., Sramek R.A., Wu C.-C., 1981, *ApJ*, 248, 105
- Weinberg D.H., Davé R., Katz N., Hernquist L., 2004, *ApJ*, 601, 1
- Weiner B.J., et al., 2005, *ApJ*, 620, 595
- Whipple F.L., 1935, *Harvard Circ.*, 404, 1
- White S. D. M., Rees M. J., 1978, *MNRAS*, 183, 341
- Whitmore B.C., Gilmore D.M., Jones C., 1993, *ApJ*, 407, 489.
- Wiegert T., de Mello D.F., Horellou C., 2004, *A&A*, 426, 455
- Wild V., et al., 2005, *MNRAS*, 356, 247
- Worthey G., 1994, *ApJS*, 94, 687
- Worthey G., 2000, *Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics*, Edited by Paul Murdin, article 2870.
- Worthey G., Faber S. M., Gonzalez J. J., 1992, *ApJ*, 398, 69
- York, D.G., et al., 2000, *AJ*, 120, 1579
- Zaritsky D., Kennicutt R.C., Huchra J.P., 1994, *ApJ*, 420, 87
- Zaritsky D., Zabludoff A.I., Willick J.A., 1995, *AJ*, 110, 1602
- Zwicky F., 1937, *ApJ*, 86, 217
- Zwicky F., Herzog E., Wild P., 1961-1968, *Catalogue of Galaxies and of Clusters of Galaxies* (California Institute of Technology, Pasadena)