

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA CATARINA
Centro de Ciências Físicas e Matemáticas – CFM
Departamento de Física

Um Estudo Sobre Galáxias Ativas Em Diagramas De Diagnóstico *

Marielli de Souza Schlickmann

Dissertação realizada sob orientação do Prof.
Dr. Roberto Cid Fernandes e apresentada ao Depar-
tamento de Física da UFSC em preenchimento parcial
dos requisitos para obtenção do título de Mestre em
Física.

Florianópolis

2008

* Trabalho financiado pelo Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq).

Para minha florzinha de maracujá.
Nosso amor é eterno e não se encerra nesta vida.

O autor utilizou o \LaTeX^\dagger para confecção desta dissertação.

[†] O \LaTeX é um programa de edição de textos e documentos. Elaborado por Leslie Lamport na década de 80, o \LaTeX é um conjunto de macros do programa \TeX . O \TeX foi criado por Donald Knuth no final dos anos 70.

AGRADECIMENTOS

Ao meu querido orientador Prof. Roberto Cid Fernandes. Pelo qual tenho profunda admiração e carinho. Muito obrigada pela infinita paciência, dedicação e pelas inúmeras dúvidas esclarecidas a qualquer hora.

A todos do grupo de Astrofísica, inclusive aos que já alçaram voô. Por que junto de pessoas assim, o trabalho é sempre mais prazeroso.

A minha família, por estar ao meu lado e me apoiar, desde o início desta empreitada, que não se encerra por aqui.

Ao meu Gatinho (Bernardo), por me amar, me apoiar e me fortalecer.

Resumo

As linhas de emissão em um espectro galáctico dão informação sobre os mecanismos de excitação do gás, e sobre a fonte de energia responsável por esta emissão. Diagramas de diagnóstico (DD) baseados em razões de linhas de emissão são hoje a maneira mais difundida de se classificar galáxias com linhas de emissão (GLE). Todas as medidas de linhas de emissão e parâmetros físicos analisados neste trabalho são produto do código de síntese STARLIGHT.

DD foram utilizados ao longo de todo este trabalho, na investigação sobre a classificação e as características de galáxias ativas. A primeira abordagem é feita sobre o artigo de (Kewley et al. 2006; Ke06), onde é sugerido um novo esquema de classificação para as classes de AGN, e a partir desta, investiga-se como as propriedades das galáxias hospedeiras, variam em função de parâmetros associados a sua localização em DD. Vamos refazer, utilizando o STARLIGHT, com objetivo de testar, todos os passos feitos em Ke06. No capítulo subsequente, utilizando um método matemático, vamos transpor a classificação de Ke06 ao diagrama BPT e a diferentes DD. Iremos também, transpor as classificações feitas por (Kewley et al. 2001; Ke01), (Kauffmann 2003; Ka03) e (Stasińska 2006; S06) para o diagrama BPT, a outros DD. A motivação principal, para esta transposição, surgiu com a idéia de se estudar as galáxias que acabavam ficando de fora de qualquer análise sobre GLE, por não possuírem os requisitos necessários para serem classificadas com o uso do diagrama BPT, chamamos estas de galáxias de linhas fracas (GLF). Feita a transposição, identificaremos estas GLF de acordo com o seu posicionamento em diferentes DD e faremos também uma breve análise de algumas propriedades físicas destas galáxias, tentando assim, inferir sobre sua natureza espectral.

A transposição das linhas de divisão a outros DD, mostrou-se eficiente. O objetivo de resgatar GLFs do limbo, com estes outros diagramas, também foi cumprido. Nossa análise indica que as GLFs são essencialmente de dois tipos: SF com alta metalicidade e LINERs. Em um paper recente, Stasińska et al. 2008, sugerem que parte das galáxias LINERs, sejam galáxias aposentadas, ou seja, galáxias onde o espectro de linhas de emissão pode ser explicado como sendo proveniente de estrelas Post-AGB e anãs brancas. Nossos estudos nos levam a crêr, que as GLFs classificadas como LINER, são também, galáxias aposentadas.

Abstract

Emission lines on the galactic spectra, provide information about the gas excitation mechanism, and about the energy source responsible by this emission. Diagnosis diagrams (DD) based on emission lines ratio are now the most widespread way to classify emission line galaxies (ELG). All measures of emission lines and physical parameters examined on this study are product of synthesis code `starlight`.

DD will be used throughout the work, research on the classification and characteristics of active galaxies. The first approach is made on the article of (Kewley et al. 2006; Ke06), which is suggested a new classification scheme for classes of AGN, and from this, investigates itself as the properties of the host galaxies, vary according to parameters associated with its location on DD. We will rebuild, using `starlight`, for testing purposes, all steps made in Ke06. In the following chapter, with aid of a mathematical method, we will translate the clasification of Ke06 to BPT diagram and others DD. We will also, cross the classifications made by (Kewley et al. 2001; Ke01), (Kauffmann 2003; Ka03) and (Stasińska 2006; S06) to the BPT diagram, to the other DD. The main motivation for this transposition, came up with the idea to study the galaxies that just getting out of any analysis of ELG. This happens because they don't possess the necessary requirements to be classified with use of the BPT diagram. We call these weak line galaxies (WLG). Upon implementation, identify these WLG according to their position in different DD and also will do a brief analysis of some physical properties of these galaxies. Thus trying to infer about its spectral nature.

The transposition of dividing lines to others DD, was efficient. The objective of rescuing the WLGs of limbo, with these other diagrams, was also completed. Our analysis indicates that the WLGs are essentially of two types: high-metallicity SF and LINERs. In

a recent paper, Stasińska et al. 2008, suggest that some of LINERs galaxies, are retired galaxies, ie galaxies where the spectrum of emission lines can be explained as originating from Post-AGB stars and white dwarfs. Our studies lead us to believe that the LINERs classified as WLGs ,are, retired galaxies.

SUMÁRIO

1. <i>Introdução</i>	1
1.1 Linhas de emissão em galáxias	1
1.2 O diagrama BPT	3
1.3 O esquema de classificação atual	5
1.4 Este trabalho	7
2. <i>SDSS e o STARLIGHT</i>	9
2.1 Dados crus versus dados processados	9
2.2 Ajuste do espectro estelar	11
2.3 Medidas de linhas de emissão	12
3. <i>Refazendo e testando Kewley et al 2006</i>	15
3.1 Introdução e Objetivos	15
3.2 Apresentando a bimodalidade	16
3.3 Classificação Seyfert/LINER	21
3.4 Propriedades físicas e observacionais	23
3.4.1 D4000 e $H\delta_A$	23
3.4.2 Idade e metalicidade estelares médias	26
3.4.3 Massa em estrelas	27
3.4.4 Razão massa luminosidade	29
3.4.5 Extinção nebular e estelar	30
3.4.6 Massa do buraco negro	35
3.4.7 A luminosidade de [O III]	36

3.4.8	A razão de Eddington	36
3.4.9	Resumo	38
4.	<i>Cálculo de linhas divisórias ótimas em diagramas de diagnóstico</i>	45
4.1	Introdução e Objetivos	45
4.2	Amostras	46
4.3	O método matemático	48
4.4	Cálculo da separação ótima para Seyferts e LINERs no diagrama BPT	50
4.5	Cálculo da separação ótima para Seyferts e LINERs em outros diagramas	54
4.6	Cálculo da separação ótima para SF/AGN	57
4.7	Resumo prático dos resultados	58
5.	<i>Galáxias de linhas fracas</i>	61
5.1	Introdução e objetivos	61
5.2	Definindo amostras	63
5.3	Galáxias com linhas fracas no diagrama BPT	64
5.4	Galáxias com linhas fracas em outros diagramas de diagnóstico	66
5.4.1	Substituindo $H\beta$ por $H\alpha$: O diagrama “BTP α ”	66
5.4.2	Substituindo $H\beta$ por $[O\ II]$: O diagrama $[O\ III]/[O\ II] \times [N\ II]/H\alpha$	68
5.5	Algumas implicações práticas	69
5.6	Estudo de algumas propriedades físicas e observacionais das GLFs	71
6.	<i>Conclusões e Perspectivas</i>	78
6.1	Análises realizadas neste trabalho	78
6.2	Idéias para o futuro	79

LISTA DE FIGURAS

1.1	Exemplos de espectros ópticos da SDSS.	2
1.2	BPT original	4
1.3	BPT para dados do SDSS	6
2.1	Medida de linhas de emissão	13
2.2	BPT e espectro selecionados por S/N	14
3.1	Diagramas de diagnóstico para galáxias do SDSS.	17
3.2	Diagramas de diagnóstico em bins	18
3.3	Histograma: Nossos dados	19
3.4	Histograma: Ke06	20
3.5	Diagrama com linha de divisão Sey/LIN de Ke06	22
3.6	D4000	24
3.7	$H\delta_A$	25
3.8	$\langle \log t \rangle_L$	27
3.9	$\log \langle Z \rangle_M$	28
3.10	M_\star	29
3.11	M/L	30
3.12	$H\alpha/H\beta$	31
3.13	$A_V \text{ Balmer}$	32
3.14	A_V	33
3.15	$A_V \times A_V \text{ Balmer}$	34
3.16	Figura: σ_\star	35
3.17	$\log(L_{[OIII]})$	37

3.18	L_{\odot}/M_{\odot}	38
3.19	Propriedades físicas e observacionais $\times \log(L_{[OIII]}/M_{BH})$	41
3.20	Propriedades físicas e observacionais $\times \log(L_{[OIII]}/M_{BH})$	42
3.21	Propriedades físicas e observacionais $\times \log(L_{[OIII]})$	43
3.22	Propriedades físicas e observacionais $\times \log(L_{[OIII]})$	44
4.1	Completezas e Confiabilidades para o diagrama BPT	51
4.2	Nova linha de divisão plotada no diagrama BPT	53
4.3	Completeza e Confiabilidade para o diagrama $\log([OIII]/[OII]) \times \log([NII]/H\alpha)$	55
4.4	Completeza e Confiabilidade no $BPT\alpha$	56
4.5	Linhas de divisão para os diagramas	59
5.1	Histograma: S/N para diferentes linhas de emissão	62
5.2	GLFs no diagrama BPT	65
5.3	GLFs no diagrama $BPT\alpha$	67
5.4	GLFs no diagrama $\log([OIII]/[OII]) \times \log([NII]/H\alpha)$	68
5.5	Histograma: $\log(L_{[OIII]})$ para GLFs	73
5.6	Histograma: $\log(L_{[OIII]}/M_{BH})$ para GLFs	73
5.7	Histograma: M_{\star} para GLFs	74
5.8	Histograma: $\log(t)$ para GLFs	75
5.9	Histograma: $EW_{H\alpha}$ para GLFs	75
5.10	$\overline{x_s}$ para GLFs	77

LISTA DE TABELAS

4.1	Valores crescentes de S/N em diferentes conjuntos de linhas de emissão . . .	47
4.2	Valores conseguidos para a linha LINER/Seyfert (Ke06), ajustada aos diagramas $BPT\alpha$ e $\log([OIII]/[OII]) \times \log([NII]/H\alpha)$	54
4.3	Valores conseguidos para as demais linhas ajustadas ao diagrama $BPT\alpha$. . .	57
4.4	Valores conseguidos para as demais linhas ajustadas ao diagrama $\log([OIII]/[OII]) \times \log([NII]/H\alpha)$	58
5.1	Porcentagem do tipo espectral de galáxias para cada classe definida (A, B e C)	70

Capítulo 1

Introdução

1.1 Linhas de emissão em galáxias

Linhas de emissão fornecem informações importantes sobre as propriedades dos objetos que as produzem. Em objetos próximos, como regiões HII e nebulosas planetárias na Via Láctea ou galáxias próximas, a resolução espacial das observações nos permite identificar visualmente a fonte de fótons ionizantes (estrelas jovens e massivas em regiões HII, e estrelas velhas mas quentes em PNe). Galáxias distantes também apresentam linhas de emissão, mas neste caso não podemos identificar diretamente a fonte de ionização. O procedimento usual neste caso é de usar as linhas de emissão para inferir a natureza do agente ionizante. Este trabalho se concentra exatamente neste ponto, que pode ser resumido da seguinte maneira: Como classificar uma galáxia a partir de suas linhas de emissão?

Na figura 1.1 mostramos 8 exemplos de diferentes tipos de espectros de galáxias. Em cada painel, o espectro observado é mostrado em preto, enquanto as linhas azuis mostram o espectro de emissão puro, obtido após a subtração de um modelo para o contínuo estelar, em vermelho.

Os objetos na coluna esquerda apresentam um espectro de emissão similar ao de regiões HII de diferentes metalicidades. É, portanto, natural especular que as linhas de emissão nessas galáxias provenham de regiões HII, ou seja, da formação estelar. Já as galáxias

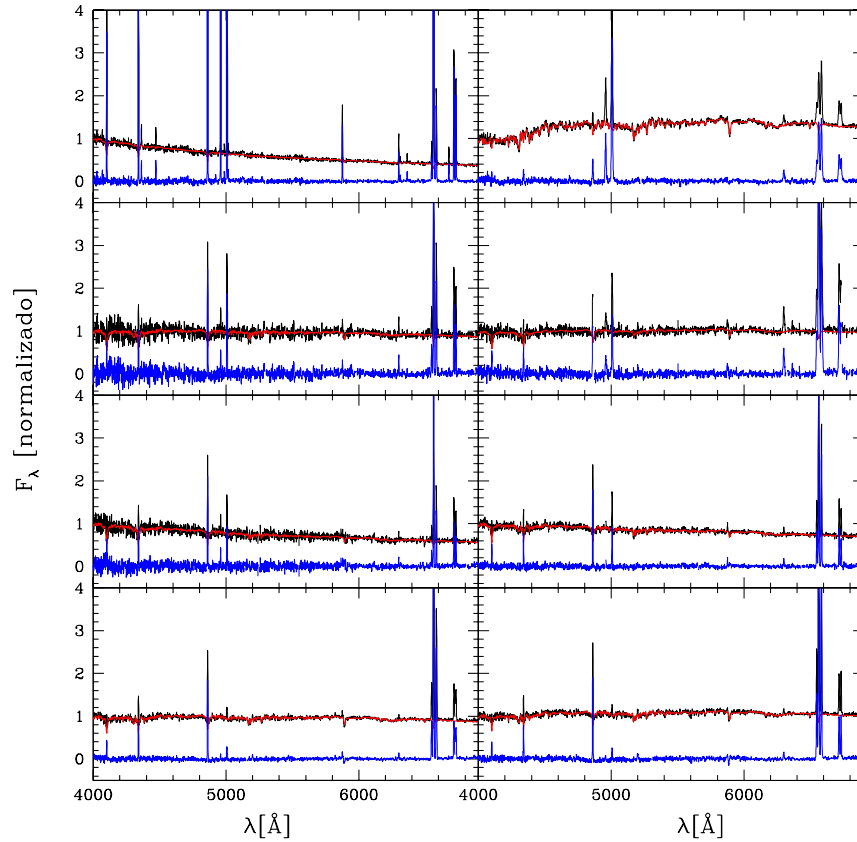


Fig. 1.1: Exemplos de espectros da SDSS. À direita mostramos espectros de galáxias SF (“Star Forming”), do topo para a base para o topo em ordem crescente de metalicidade. À esquerda espectros de AGN, com excitação crescendo de baixo para cima (de LINER para Seyfert 2). O espectro observado aparece em preto, o ajuste para o contínuo em vermelho e o espectro residual de onde medimos as linhas de emissão em azul.

na coluna direita apresentam um padrão de linha de emissão que é apenas encontrado no núcleo de certas galáxias, como aquelas primeiramente estudadas por Seyfert (1943).

As principais linhas de emissão na faixa do óptico são $[O\ II]\lambda 3727$, $H\beta$, $[O\ III]\lambda 5007$, $[N\ II]\lambda 6584$, $H\alpha$ e $[S\ II]\lambda\lambda 6716, 6731$. A física existente por trás da produção destas linhas é bem conhecida (Osterbrock 2005). Até a década de 80, a classificação das galáxias era feita com base em critérios de seleção como morfologia, largura equivalente das linhas, etc. Em 1981 surgiram novas idéias a respeito destas classificações, as quais são empregadas até hoje. Estas novas idéias baseiam a classificação de galáxias em razões de linhas de

emissão, o que, além de melhor agrupar os diferentes tipos de galáxias, nos dá informações sobre os mecanismos de excitação destas linhas.

1.2 O diagrama BPT

O diagrama BPT ($\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha) \times \log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$) recebe este nome devido a Baldwin, Phillips e Terlevich (1981; doravante BPT81), que primeiro utilizaram estas razões de linhas de emissão fortes do ótico para classificação de galáxias. Este diagrama veio com outros que utilizam razões de linhas, como uma maneira de classificar galáxias baseada no mecanismo de excitação destas linhas espectrais. O primeiro diagrama BPT apresentado em BPT81 (figura 1.2) difere consideravelmente daquele com o qual estamos acostumados atualmente, pois apenas com o aparecimento de grandes levantamentos espectroscópicos de galáxias em projetos dedicados, como o Sloan Digital Sky Survey (SDSS; York et al. 2000), é que a quantidade de pontos no diagrama BPT se tornou grande o suficiente ($\sim 10^5$ galáxias) para que a famosa forma de gaivota pudesse ser reconhecida (Kauffmann et al. 2003).

Na figura 1.3 mostramos o diagrama BPT para a SDSS. Cada asa da gaivota é pertencente a classes distintas de galáxias. A asa esquerda é classificada como região de galáxias Star Forming (SF), que são assim conhecidas pois possuem regiões HII ionizadas por estrelas massivas associadas a formação estelar recente. Esta formação estelar pode se dar nas parte centrais da galáxia, no disco, ou em ambos.

Já na asa direita, temos a região conhecida por abrigar galáxias nas quais a fonte de ionização do gás não se deve a presença de estrelas jovens, e sim, acredita-se, à presença de um núcleo ativo (AGN, do inglês: Active Galactic Nuclei). Hoje em dia, o termo AGN é lido como sinônimo de existência de um buraco negro super-massivo que acreta gás, provavelmente na forma de um disco de acreção, o qual produz os fótons ionizantes que, ao interagir com o gás ao redor, produzem as linhas de emissão observadas. Apesar de muitos detalhes ainda não serem conhecidos, este é o modelo padrão para AGN.

A associação de objetos na asa direita com AGNs está fundamentada em dois fatos.

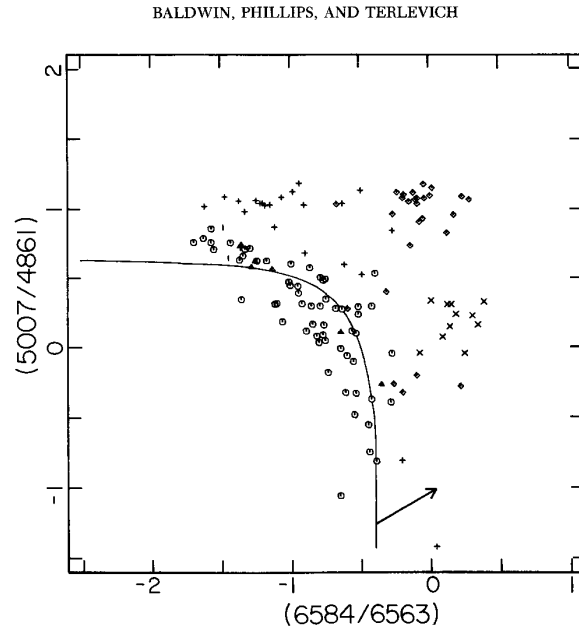


Fig. 1.2: $\log([N II]\lambda 6563 / H\alpha\lambda 6584) \times \log([O III]\lambda 5007 / H\beta\lambda 4867)$, o diagrama BPT original, retirado do artigo BPT81. Octógonos = regiões H II, triângulos = regiões H II destacadas (pobre em metais), “+” = nebulosas planetárias. A famosa gaivota ainda era imperceptível.

Galáxias próximas, bem estudadas e que indubitavelmente possuem núcleos ativos (identificados por fenômenos como variabilidade óptica ou em raios X, ou a presença de linhas largas similares as de quasares) e que emitem linhas cujas razões as colocam na asa direita do diagrama BPT. Este é um argumento direto e incontestável.

Um outro argumento, este indireto, baseia-se no fato de que os fótons em uma galáxia portadora de núcleo ativo possuem maior energia, o que implica uma radiação ionizante mais “dura”, produzindo (por fotoionização) foto-elétrons mais energéticos e, portanto, resultando em uma maior temperatura da nuvem eletrônica. Esta temperatura eletrônica elevada, favorece as excitações colisionais. O mesmo não se aplica a linhas produzidas por recombinação, que não são influenciadas pela temperatura da nuvem eletrônica. Por isso, temos um aumento nas razões de linhas como $[O III]/H\beta$, $[N II]/H\alpha$, $[O I]/H\alpha$ etc., que caracterizam galáxias portadoras de núcleo ativo, elevando-as acima da sequência SF no diagrama BPT e outros diagramas de diagnóstico. Em Stasinska et al. (2008), razões

de linha típicas de AGNs são explicadas como sendo produzidas por estrelas post-AGB quentes e anãs brancas, modelo que é consistente com o de galáxias classificadas como LINERs (do inglês: Low Ionization Nuclear Emission Regions). Toda análise em Stasinska et al é baseada na análise da população estelar destas galáxias com o uso do código de síntese STARLIGHT (assim como faremos mais adiante neste trabalho; ver cap 2) e modelos de fotoionização. Voltaremos a este assunto ao final do capítulo 5. O importante aqui é chamar atenção para o fato de que objetos que se parecem com AGNs em termos de linhas de emissão não necessariamente são AGNs.

Além do diagrama BPT, baseado no logaritmo das razões $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ e $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$, podemos usar outros diagramas de diagnóstico, os quais, utilizam outras razões de linhas de emissão, para fazer a mesma análise feita com o uso do BPT (BPT81, Veilleux & Osterbrock 1986). Alguns trabalhos como o de Kewley et al (2006; doravante Ke06), que deduz uma linha de divisão entre Seyferts e LINERs a partir dos diagramas $\log([\text{O III}]/\text{H}\beta) \times \log([\text{S II}]/\text{H}\alpha)$ e $\log([\text{O III}]/\text{H}\beta) \times \log([\text{O I}]/\text{H}\alpha)$ fazem uso destes outros diagramas.

1.3 O esquema de classificação atual

Atualmente, temos diversos esquemas de classificação, definidos a partir de diferentes diagramas de diagnóstico. Como já citamos anteriormente, os precursores no uso de diagramas de diagnósticos baseados nas razões de linhas de emissão foram Baldwin, Phillips e Terlevich, que definiram linhas de divisões para estes diagramas que apesar de importantes historicamente, não são utilizadas atualmente. Hoje, basicamente, temos três linhas distintas para divisão entre galáxias SF e AGNs, definidas de diferentes maneiras, todas a partir do diagrama BPT.

A primeira delas, apresentada em Kewley et al (2001; Ke01), se baseia em modelos de fotoionização para galáxias SF, e traça um limite superior no qual as intensidades das linhas de emissão podem ser explicadas como sendo produzidas por estrelas jovens. Em Kauffmann et al (2003; Ka03) uma nova linha de divisão SF/AGN é proposta, baseada

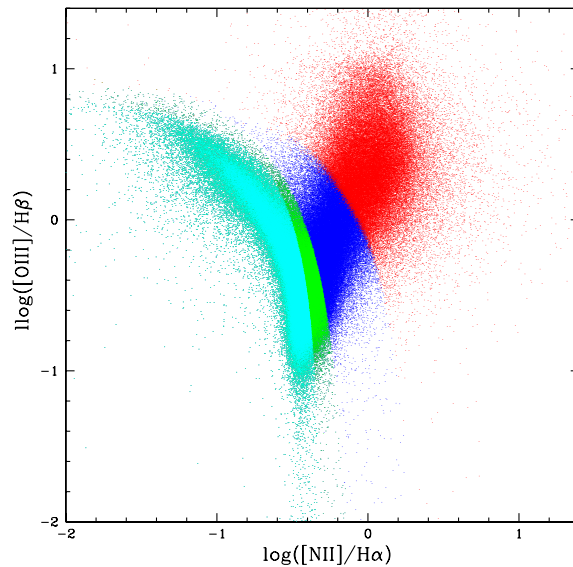


Fig. 1.3: Diagrama BPT para as galáxias do SDSS. Exigimos $S/N > 3$ nas linhas $[\text{N II}]$, $\text{H}\alpha$, $[\text{O III}]$ e $\text{H}\beta$. As diferentes cores marcam a classificação das galáxias conforme descrito no texto.

principalmente na morfologia do diagrama. Já em Stasinska et al (2006; S06), a análise é mais voltada para aspectos físicos, e a nova linha de divisória também é baseada em modelos de fotoionização para galáxias SF. Na figura 1.3, mostramos o diagrama BPT agora colorido de acordo com a classificação descrita acima para Ke01, Ka03 e S06. A classe SF é formada pela cor azul claro para S06, azul claro e verde para Ka03, e azul claro, verde e azul para Ke01. Os pontos plotados em vermelho são as galáxias classificadas como AGN segundo Ke01.

Para as galáxias portadoras de núcleo ativo (AGN), uma linha de divisão entre LINERs e Seyferts é proposta por Ke06, e se fundamenta em aspectos morfológicos dos diagramas $\log([\text{O I}]/\text{H}\alpha) \times \log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$ e $\log([\text{S II}]/\text{H}\alpha) \times \log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$. O procedimento empregado por Ke06, para deduzir esta nova linha de divisão, será o principal assunto do capítulo 3 desta dissertação.

1.4 Este trabalho

No decorrer deste trabalho, iremos trabalhar com a amostra de dados proveniente do Data Release 5 (DR5) do Sloan Digital Sky Survey (SDSS), com 573141 galáxias. Os dados provenientes deste banco de dados público, são processados por nós com o uso do código de síntese de população estelar, também público, o STARLIGHT (www.starlight.ufsc.br). Hoje a maioria dos grupos que estudam AGNs e galáxias SF, utiliza um método para medir linhas de emissão desenvolvido pelo grupo do Max Planck Institute (MPA) e Johns Hopkins University (JHU). Neste trabalho, utilizamos nosso próprio código de síntese, o STARLIGHT, com uma análise de população estelar muito mais detalhada do que aquela realizada pelo grupo MPA/JHU, e nossas próprias medidas de linhas de emissão. Entraremos em mais detalhes sobre o SDSS e o STARLIGHT no capítulo 2.

As galáxias portadoras de núcleo ativo tem, ainda hoje, sua física pouco compreendida. Apesar do progresso atingido com o surgimento dos grandes telescópios, dada a grande distância e pequenas dimensões das regiões emissoras, entender o que se passa nestas regiões ainda é um desafio. Hoje, a teoria mais aceita é a de que no centro destas galáxias exista um buraco negro que acreta gás de um disco. Dentro da classificação deste tipo de galáxia, temos as que são conhecidas por Seyferts 2 (que chamaremos apenas de Seyfert de agora em diante) e LINERs. As galáxias Seyferts e LINERs, como podemos ver na figura 1.3, são as que estão acima da linha de Ke01, ou seja, os pontos em vermelho no gráfico. Uma divisão entre estas duas classes, feita a partir do diagrama BPT, já havia sido sugerida por Ka03. Em Ke06 uma nova linha de divisão entre estas galáxias é sugerida, baseada em argumentos da morfologia bimodal presente nos diagramas $\log([\text{S II}]/\text{H}\alpha) \times \log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$ e $\log([\text{O I}]/\text{H}\alpha) \times \log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$. Este será o tema do capítulo 3, onde iremos refazer o trabalho feito por Ke06, com objetivo de testar seus resultados, utilizando os nossos dados processados com o STARLIGHT.

O diagrama mais difundido hoje em dia para classificação de galáxias com linhas de emissão é o BPT, que utiliza as linhas mais facilmente detectáveis no óptico. Em Ke06, a nova linha de divisão para Seyferts e LINERs é traçada a partir de outros dois diagramas.

Apesar de convincente, este esquema requer linhas mais fracas (a saber, [O I] e [S II]). No capítulo 4, nosso principal objetivo é adaptar a classificação Seyfert/LINER de Ke06 para um diagrama diagnóstico padrão, o BPT. Para isso, utilizamos um método matemático que, como demonstraremos, faz esta transposição de modo eficiente.

Um problema percebido por nós, foi o de que algumas galáxias sempre acabavam ficando de fora de qualquer estudo feito sobre galáxias com linhas de emissão (GLE), apesar de estas também serem GLE. O motivo desta exclusão, eram os critérios adotados para a seleção por S/N . Chamamos, então, estas galáxias, de Galáxias de Linhas Fracas (GLF). Para este estudo, acabamos percebendo que o uso de outros diagramas de diagnóstico, como $\log([N II]/H\alpha) \times \log([O III]/H\alpha)$ e $\log([N II]/H\alpha) \times \log([O III]/[O II])$, seria mais eficiente. Por isso transferimos também, no capítulo 4, as classificações feitas por Ke01, Ka03, S06 e Ke06 para estes outros diagramas.

Um artigo recentemente publicado por nosso grupo (Stasinska et al. 2008; S08), traz de volta um modelo primeiramente trabalhado em Binette et al. (1994), no qual é sugerido um modelo de fotoionização, onde apenas estrelas post-AGB quentes e anãs brancas produzem fótons ionizantes. Segundo Binette et al., este modelo bastaria para explicar o espectro produzido por algumas galáxias LINER. Em S08, estas galáxias passam a ser denominadas “galáxias aposentadas”. Uma possível relação entre as GLF e estas galáxias aposentadas acaba surgindo no decorrer dos trabalhos apresentados no capítulo 5, dedicado especificamente à GLFs.

Capítulo 2

SDSS e o STARLIGHT

2.1 Dados crus versus dados processados

O Sloan Digital Sky Survey (SDSS) é um projeto com telescópio dedicado de 2.5 metros no Observatório Apache Point, localizado na cidade de Sunspot no estado do Novo México (EUA). Este projeto visa mapear uma área que corresponde a 1/4 do céu, catalogando mais de 100 milhões de objetos, dentre os quais 1 milhão de galáxias com dados de espectroscopia disponibilizados. Estes espectros cobrem uma faixa de 3800–9200 Å, com resolução de $\lambda/\Delta\lambda \sim 1800$. O espectrógrafo utilizado para esta tarefa possui, fibras com abertura de 3 segundos de arco.

Com essa quantidade absurda de dados, tornou-se impossível uma análise manual dos dados espectrais. A solução foi, então, automatizar esta tarefa. Nesta linha, vamos confrontar o trabalho feito por dois grupos distintos. O grupo do Max Plank Institut für Astrophysik e do Johns Hopkins University (MPA/JHU), com os papers de Kauffmann et al. (2003 a, b, c) e o grupo com vários membros aqui da UFSC, desenvolvedor do código de síntese STARLIGHT, que tem seu trabalho apresentado no conjunto de papers: Cid Fernandes et al. (2005); Mateus et al. (2006); Stasinska et al. (2006); Mateus et al. (2007); Cid Fernandes et al. (2007); Asari et al. (2007); Stasinska et al. (2008).

Espectros de galáxias contém uma grande contribuição de linhas de absorção provenientes do espectro estelar, isto pode nos dar muita informação sobre sua população estelar.

Porém, se estamos interessados nas medidas de linhas de emissão nebular, esta contribuição pode trazer complicações. Os métodos de síntese de população estelar do grupo do MPA/JHU e nosso grupo usam diferentes técnicas para analisar e subtrair este espectro de absorção estelar, para depois então, medir as linhas de emissão nebular.

O grupo do MPA/JHU segue os seguintes passos na sua síntese de população estelar:

- Primeiro eles encontram o espectro que melhor modele a contribuição estelar do espectro galáctico. Isto é feito usando os modelos baseados no código de síntese de Bruzual & Charlot (2003; doravante BC03), que incorpora uma biblioteca estelar de alta resolução (3 Å de FWHM). Com isso, pode-se separar o espectro puramente nebular, que é resultado da subtração dos espectros observado e estelar (proveniente da síntese). Fluxos em várias linhas de emissão são então medidos.
- Feito isso, calculam-se os índices espectrais. A partir da medida de dois deles, o $D_n(4000)$ (quebra de 4000 Å), e o $H\delta_A$ (linha de absorção de Balmer), derivam-se informações sobre a idade estelar média das galáxias, a fração de massa formada em estrelas em bursts ocorridos no último Gyr e a razão massa/luminosidade. Estas informações são obtidas a partir da comparação dos índices espectrais medidos com uma grande biblioteca de realizações de Monte Carlo, com diferentes histórias de formação estelar (SFH, do inglês “Star Formation History”) que, levam em conta, para várias metalicidades, tanto formação contínua quanto starbursts.

Com o STARLIGHT, a história de formação estelar (SFH) é baseada em um ajuste bem mais detalhado do espectro galáctico. Ao invés de utilizar índices espectrais, a síntese espectral feita pelo STARLIGHT modela o espectro galáctico inteiro como uma combinação linear dos elementos de uma base de populações estelares simples, de diferentes idades e metalicidades. Vamos detalhar melhor este código na próxima seção.

2.2 Ajuste do espectro estelar

Para medir linhas de emissão, é necessário antes subtrair a componente estelar do espectro observado. Com o STARLIGHT a obtenção da componente estelar se faz da seguinte maneira:

Combinações lineares de espectros de N_* populações estelares simples (SSPs; do inglês “Simple Stellar Populations”) caracterizadas por diferentes idades e metalicidades, são feitas e dão origem a espectros sintéticos M_λ . Dentre estes espectros M_λ encontramos o que melhor se ajuste ao contínuo do espectro observado O_λ . O espectro M_λ é ajustado a partir da seguinte expressão matemática.

$$M_\lambda = M_{\lambda_0} \left[\sum_{j=1}^{N_*} x_j b_{j,\lambda} r_\lambda \right] \otimes G(v_*, \sigma_*) \quad (2.1)$$

onde:

- $b_{j,\lambda} = L_\lambda^{SSP}(t_j, Z_j) / L_{\lambda_0}^{SSP}(t_j, Z_j)$ é o espectro da j -ésima componente da SSP normalizado em um comprimento de onda λ_0 . A cada espectro $L_\lambda^{SSP}(t_j, Z_j)$ corresponde uma idade (t_j) e metalicidade (Z_j), com $j = 1, N_*$. As SSPs são retiradas da biblioteca de SSPs desenvolvida por BC03.
- $r_\lambda = 10^{-0.4(A_\lambda - A_{\lambda_0})}$, este termo leva em conta o avermelhamento devido a poeira, que reduz o fluxo em λ por um fator $10^{-0.4A_\lambda}$ (o termo em A_{λ_0} aparece devido à normalização em λ_0).
- x_j corresponde a contribuição percentual da componente j da base, com idade t_j e metalicidade Z_j , ao fluxo do modelo em λ_0 .
- M_{λ_0} funciona como um fator de normalização, sendo igual ao fluxo sintético no comprimento de onda de normalização λ_0 .
- $G(v_*, \sigma_*)$ é uma distribuição gaussiana centrada em uma velocidade v_* , com uma dispersão de velocidades estelar σ_* .

A operação de convolução \otimes com a gaussiana é feita para se levar em conta o efeito de alargamento das linhas de emissão, causado pelo efeito Doppler proveniente do movimento randômico das estrelas. A operação $(O_\lambda - M_\lambda)$ nos dá então o espectro de linhas de emissão puro, e é a partir deste que medimos as linhas de emissão livres da contaminação devido a populações estelares.

No capítulo 1, a figura 1.1 nos mostra exemplos de espectros modelados com o uso do STARLIGHT. Destes ajustes deriva-se uma série de propriedades físicas, tais como a: massa em estrelas (M_\star), dispersão de velocidades estelares (σ_\star), extinção (A_V) e a SFH (obtida a partir do vetor de população \vec{x}). O grupo do MPA/JHU faz estas medidas a partir do ajuste de poucos índices espectrais. Já o STARLIGHT faz a medida à partir do ajuste do espectro inteiro com uma combinação linear dos elementos da base. Por isso, neste sentido, os resultados obtidos com o uso do STARLIGHT são muito mais robustos que os obtidos com o código de síntese do grupo do MPA/JHU.

2.3 Medidas de linhas de emissão

Como vimos na seção 2.2, várias propriedades físicas são derivadas a partir do ajuste do espectro estelar. Além disso com o STARLIGHT, podemos medir linhas de emissão a partir do espectro residual, $R_\lambda \equiv O_\lambda - M_\lambda$. Veremos agora como isso é feito.

Com o contínuo de absorção estelar sendo subtraído do espectro galáctico, até mesmo linhas fracas, podem ser detectadas e medidas. Neste sentido, Abílio Mateus desenvolveu, como parte de seu trabalho de doutorado, um código para medir a intensidade das principais linhas de emissão diretamente a partir dos espectros residuais obtidos pela síntese espectral. Neste código as linhas são ajustadas com o uso de funções gaussianas caracterizadas pela largura, desvio com respeito ao comprimento de onda central no referencial de repouso e fluxo integrado. Assume-se também que linhas de mesmo íon possuem a mesma largura e desvio espectral. As razões $[\text{O III}]\lambda 5007/[\text{O III}]\lambda 4959 = 2.97$ e $[\text{N II}]\lambda 6584/[\text{N II}]\lambda 6548 = 3$, também foram consideradas nos ajustes. O código mede as linhas de emissão $[\text{O II}]\lambda 3727$, $\text{H}\alpha$, $\text{H}\gamma$, $[\text{O III}]\lambda\lambda 4363, 5007, 4959$, $[\text{N II}]\lambda\lambda 6548, 6584$,

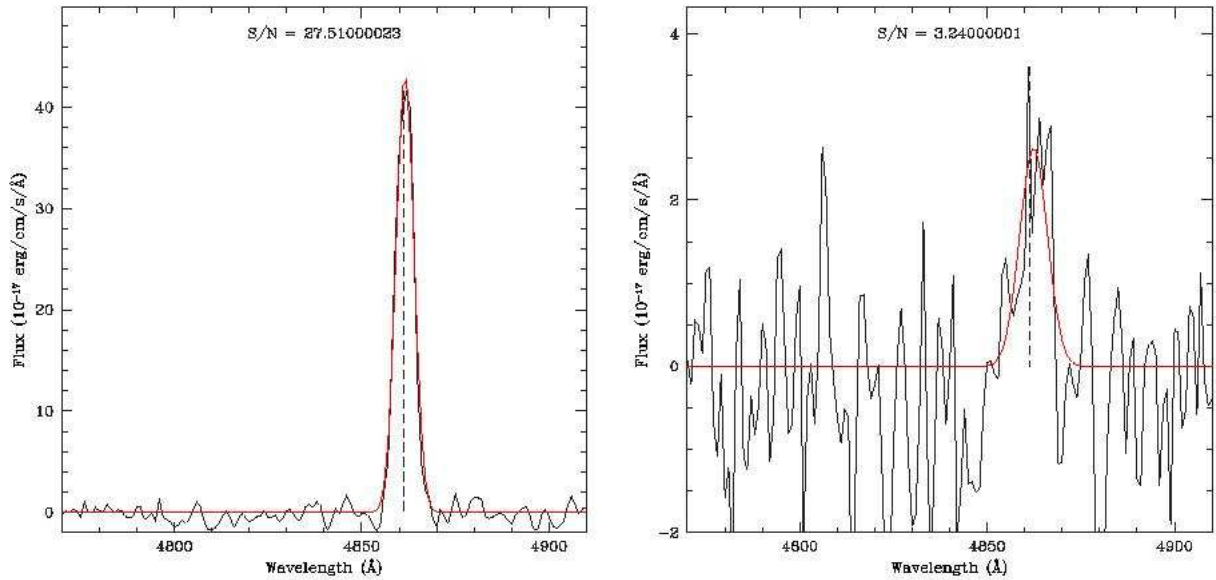


Fig. 2.1: Figura retirada da tese de doutorado de Abílio Matheus 2006, que mostra dois exemplos de ajustes feitos com o uso do código desenvolvido por ele para ajustar linhas de emissão. Os exemplos estão relacionados a ajustes feitos para altos (a esquerda) e baixos (a direita) valores de S/N , na linha de emissão $H\beta$, a linha vertical tracejada marca a posição do comprimento de onda no referencial de repouso. O ajuste é mostrado em vermelho.

$[O\text{I}]\lambda 6300$, $H\alpha$, $[S\text{II}]\lambda\lambda 6717, 6731$. Para cada uma destas linhas o código retorna medidas do fluxo, largura equivalente (EW), dispersão de velocidades (σ , medido a partir da largura da linha), o deslocamento em km/s (medido a partir do comprimento de onda no referencial de repouso) e a razão sinal ruído (S/N) do ajuste. Na figura 2.1, mostramos dois exemplos para ajustes feitos por este código.

Algumas galáxias possuem valor de S/N muito baixo para algumas linhas de emissão. No diagrama BPT, as que sofrem mais com este efeito são as linhas de $[O\text{III}]$ e $H\beta$. Uma seleção por S/N muito rigorosa principalmente nestas linhas, acarreta em uma diminuição significativa na amostra. Na figura 2.2, temos o diagrama BPT onde os pontos em laranja são para $S/N > 6$, azul para $0 < S/N \leq 3$ e rosa para $3 < S/N \leq 6$ nas linhas $[O\text{III}]$ e $H\beta$, nas demais linhas presentes no diagrama manteve-se o critério de $S/N > 3$. Nesta figura mostramos também exemplos de espectros residuais de galáxias correspondentes

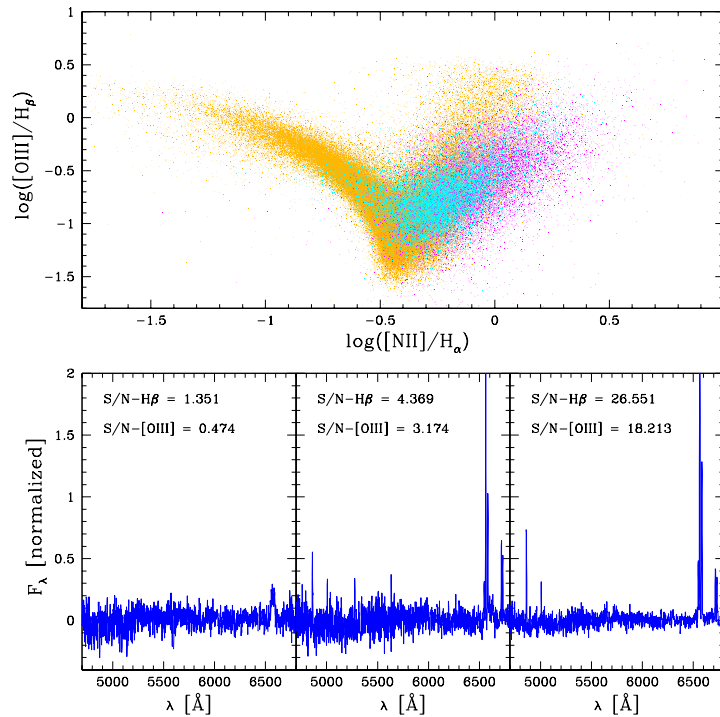


Fig. 2.2: Acima o diagrama BPT, em laranja estão plotadas galáxias para as quais o $S/N > 6$, rosa $3 < S/N \leq 6$ e azul $0 < S/N \leq 3$ nas linhas $[\text{O III}]$ e $\text{H}\beta$, nas demais linhas presentes no diagrama manteve-se o critério de $S/N > 3$. Abaixo mostramos espectros de galáxias correspondentes a cada um dos critérios de S/N descritos acima. O espectro da esquerda corresponde a classe de pontos plotados em azul, do meio em rosa e da direita em laranja.

aos critérios de S/N definidos acima. Para baixos valores de S/N , podemos ver que o espectros residuais são relativamente ruins, mas mesmo assim estas galáxias ainda são classificadas como sendo galáxias de linha de emissão (GLE), pois apesar do ruído não há dúvida quanto a detecção de $\text{H}\alpha$ e $[\text{N II}]$. Galáxias deste tipo são muitas, principalmente dentre as localizadas na asa AGN do diagrama BPT. Pelo baixo S/N de $\text{H}\beta$ (e em menor medida $[\text{O III}]$), estas galáxias acabam caindo num limbo taxonômico, e são normalmente ignoradas em estudos sobre GLEs. Quais são as características físicas e observacionais destas galáxias? Qual o efeito causado pelo seu esquecimento? E qual a melhor maneira de incluí-las em nossos estudos? Motivados por estas questões desenvolvemos um estudo que será mostrado nos capítulos 4 e 5 desta dissertação.

Capítulo 3

Refazendo e testando Kewley et al 2006

3.1 Introdução e Objetivos

Neste capítulo vamos refazer, com objetivo de testar os resultados, os passos feitos no artigo intitulado *The host galaxies and classification of active galactic nuclei* de Kewley et.al 2006 (Ke06). Neste artigo um novo método de separação Seyfert/LINER é sugerido, baseado na bimodalidade encontrada na região AGN de 2 diagramas de diagnóstico: $[S\ II]/H\alpha \times [O\ III]/H\beta$ e $[O\ I]/H\alpha \times [O\ III]/H\beta$. Além disso, Ke06 investiga como as propriedades da galáxias hospedeiras destas duas classes de AGN variam em função de parâmetros associados a sua localização em diagramas de diagnóstico.

Na medida do possível, repetiremos *ipsis literis* a análise de Ke06. No entanto, salientamos que os dados que utilizaremos não são exatamente os mesmos. Enquanto Ke06 trabalham com uma amostra extraída do SDSS DR4, trabalhamos com o DR5. Mais importante que isso, como quase todos estudos de galáxias na SDSS, Ke06 utilizam as medidas de linhas de emissão e propriedades físicas deduzidas pelo grupo do Max Planck Institute (MPA) e Johns Hopkins University (JHU), ao passo que nossa análise é baseada em nossos próprios métodos, como o código STARLIGHT e o método de medidas de linhas de emissão explicados em várias publicações de nosso grupo (Cid Fernandes et al 2005 e 2007; Mateus et al 2006; Stasinska et al 2006 e 2008; Mateus et al 2007; Asari et al 2007). Além disso, como a análise de populações estelares baseada no STARLIGHT é mais

detalhada do que aquela realizada pelo grupo MPA/JHU, podemos estender a análise de Ke06 à propriedades que apenas nós dispomos.

Na seção 3.2 apresentamos a bimodalidade Seyfert/LINER tal qual identificada por Ke06. Na seção 3.3 traçamos a divisão Seyfert/LINER proposta por Ke06 baseada nessa bimodalidade. Por fim na seção 3.4 fazemos uma análise de algumas propriedades físicas e observacionais, para cada classe de galáxia.

3.2 Apresentando a bimodalidade

A bimodalidade a qual nos referimos é a encontrada por Ke06 a partir de histogramas para bins da parte AGN dos diagramas $\log([\text{S II}]/\text{H}\alpha) \times \log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$ e $\log([\text{O I}]/\text{H}\alpha) \times \log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$. Para testar a bimodalidade nos diagramas de diagnóstico vamos seguir os mesmos critérios usados por Ke06, mas aplicados a nossa amostra de dados. Nossos dados foram retirados do Data Release 5 da SDSS (Adelman-McCarthy et al 2007) com 573141 galáxias seguindo os mesmos critérios de seleção de Ke06:

- Sinal ruído $S/N \geq 3$ nas linhas de emissão fortes $H\beta$, $[\text{O III}]\lambda 5007$, $\text{H}\alpha$, $[\text{N II}]\lambda 6584$, $[\text{S II}]\lambda\lambda 6717, 6731$ e $[\text{O I}]\lambda 6300$. Este critério para o S/N fornece uma melhor classificação das galáxias dentro das classes SF e AGN.
- $0.04 < z < 0.1$. O limite inferior para o redshift de 0.04 é exigido para que tenhamos uma cobertura (fração do fluxo total na banda z que é coberta pela fibra de $3''$ do SDSS) de no mínimo 20% para cada galáxia. Este limite é baseado no estudo de Kewley, Jansen & Geller (2005) que, analisando o efeito de abertura sobre a metalicidade, taxa de formação estelar e avermelhamento, concluíram que uma abertura que cubra uma fração de no mínimo 20% é necessária para que as propriedades espectrais se aproximem de valores globais.

Estes critérios resultam em uma amostra de 95621 galáxias, enquanto em Ke06 eram 85224 galáxias. Atribuímos este aumento à diferença entre DR4 e DR5 e às diferenças entre as medidas de linhas de emissão.

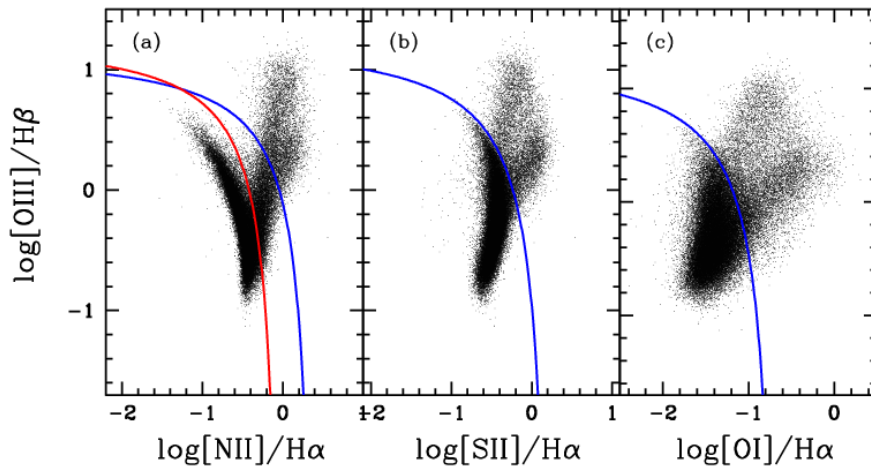


Fig. 3.1: Diagramas diagnóstico para galáxias do SDSS com $S/N > 3$. (a) O diagrama BPT: $\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha) \times \log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$. As linhas azul e vermelha marcam as divisões SF/AGN de Ke01 e Ka03. (b) diagrama diagnóstico $\log([\text{S II}]/\text{H}\alpha) \times \log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$. (c) diagrama diagnóstico $\log([\text{O I}]/\text{H}\alpha) \times \log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$. Em b e c as linhas divisórias são as de Ke01.

A figura 3.1(a) mostra o diagrama BPT $\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha) \times \log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$. A linha SF/AGN de Kewley et al (2001; Ke01) é mostrada em azul e a de Kauffmann et al (2003; Ka03) em vermelho. O significado destas linhas foi discutido no capítulo 1. Ambas foram traçadas para demarcar a fronteira entre SFs e AGNs. No entanto, tornou-se praxe interpretar a região entre as linhas de Ka03 e Ke01 como a região de “galáxias compostas” (CMP), nas quais tanto formação estelar como um AGN contribuem para as linhas de emissão. Dentro desta leitura, a linha de Ka03 marca a fronteira entre galáxias SF e as CMP, enquanto a linha de Ke01 marca a fronteira entre CMPs e “AGNs puros”. As figuras 3.1 (b) e (c) são os diagramas diagnóstico $\log([\text{S II}]/\text{H}\alpha) \times \log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$ e $\log([\text{O I}]/\text{H}\alpha) \times \log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$. As linhas de Ke01 são indicadas. Ka03 não traçou linhas divisórias nesses diagramas.

Podemos observar a presença de dois ramos distintos de pontos na região AGN, principalmente nos diagramas $\log([\text{O I}]/\text{H}\alpha) \times \log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$ e $\log([\text{S II}]/\text{H}\alpha) \times \log([\text{O III}]/\text{H}\beta)$. Esta é a importante bimodalidade percebida por Ke06.

Para mapear esta bimodalidade quantitativamente, um sistema de coordenadas polares (d_{SF}, ϕ) é utilizado, onde ϕ é o ângulo com respeito ao eixo horizontal e d_{SF} , a distância a uma origem escolhida visualmente. Traçando histogramas do número de galáxias em função de ϕ , a bimodalidade é identificada, e a posição do mínimo entre estas duas regiões traça a fronteira Seyfert/LINER nestes diagramas.

Para fazer os histogramas, adotamos o critério de $S/N > 6$ em todas as linhas fortes ($H\beta$, $[\text{O III}]\lambda 5007$, $H\alpha$, $[\text{N II}]\lambda 6584$, $[\text{S II}]\lambda\lambda 6717, 6731$ e $[\text{O I}]$). Isso garante a qualidade e confiabilidade da amostra, mas ao preço de excluir um grande número de objetos. Nesta etapa usamos todas as galáxias acima da linha Ka03 no diagrama BPT, incluindo a classe de galáxias compostas. Para cada diagrama, temos um ponto de referência p (uma origem) a partir do qual é definida a distância d_{SF} , e criamos bins de 0.1 dex nesta distância. Para o diagrama $\log([\text{S II}]/H\alpha) \times \log([\text{O III}]/H\beta)$, p é dado por $\log([\text{S II}]/H\alpha) = -0.65$ e $\log([\text{O III}]/H\beta) = -0.7$, enquanto para o diagrama $\log([\text{O I}]/H\alpha) \times \log([\text{O III}]/H\beta)$ o ponto p está localizado nas coordenadas $\log([\text{O I}]/H\alpha) = -1.5$ e $\log([\text{O III}]/H\beta) = -0.7$. Na figura 3.2, mostramos estes dois diagramas de diagnóstico divididos em bins de 0.1 dex a partir do ponto p definido para cada um.

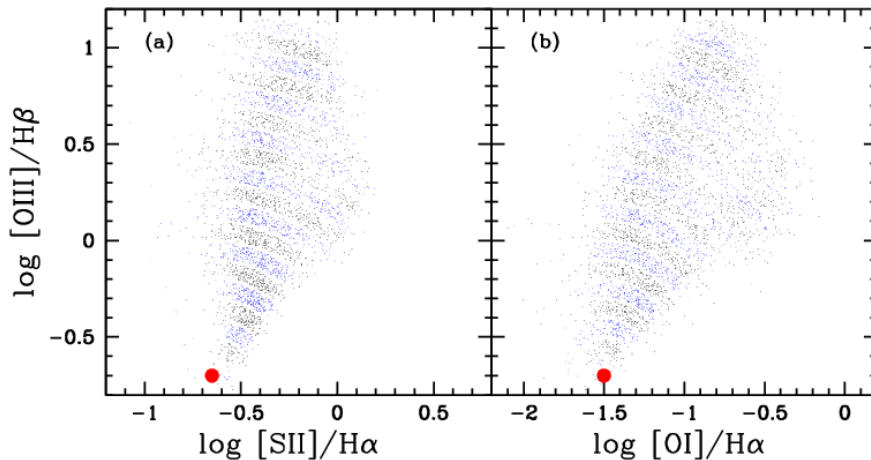


Fig. 3.2: Diagramas diagnóstico para galáxias do SDSS com $S/N > 6$, mostrando os bins como definidos acima. (a) $\log([\text{S II}]/H\alpha) \times \log([\text{O III}]/H\beta)$. (b) $\log([\text{O I}]/H\alpha) \times \log([\text{O III}]/H\beta)$. A bolinha vermelha marca a posição do ponto p . Apenas galáxias acima da linha de Ka03 no diagrama BPT são plotadas.

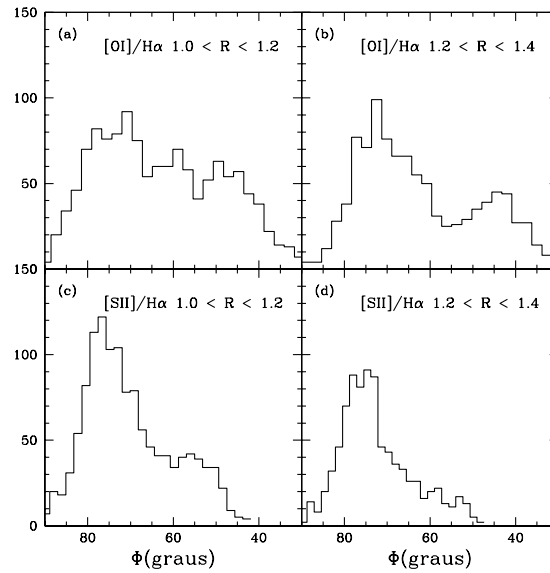


Fig. 3.3: Histogramas para galáxias classificadas como AGN de acordo com a linha de Ka03 para $S/N > 6$ nas linhas fortes. Na esquerda para bins em d_{SF} entre 1.0 dex e 1.2 dex e à direita para bins entre 1.2 dex e 1.4 dex, para $[O I]/H\alpha$ acima e $[S II]/H\alpha$ abaixo.

Na figura 3.3 mostramos os histogramas $N(\phi)$ para bins com $1.0 < d_{SF} < 1.2$ e $1.2 < d_{SF} < 1.4$ dex nos diagramas $\log([O I]/H\alpha) \times \log([O III]/H\beta)$ (acima) e $\log([S II]/H\alpha) \times \log([O III]/H\beta)$ (abaixo). O ângulo ϕ é medido a partir do eixo das abscissas, então as LINERs estão localizadas a baixos ϕ (direita no diagrama) e, as Seyferts, a altos ϕ (esquerda). Percebe-se uma certa bimodalidade, principalmente no diagrama $[O I]/H\alpha$ para grandes distâncias d_{SF} . Qualitativamente, portanto, estamos em acordo com o resultado de Ke06. Quantitativamente, porém, existem diferenças. Se compararmos os histogramas que obtemos com aqueles apresentados por Ke06, reproduzidos na figura 3.4, vemos que a bimodalidade não é tão evidente em nossos dados.

A origem desta discrepância não é evidente. Devemos aqui lembrar uma das diferenças existentes entre as amostras que afeta diretamente nossos resultados. Em Ke06 a amostra de dados é retirada do DR4, enquanto nós trabalhamos com o DR5. A diferença não é somente essa. Em Ke06 os fluxos das linha de emissão são calculados a partir do código descrito em Tremonti et al. (2004). Neste, um espectro sintético é ajustado ao espectro

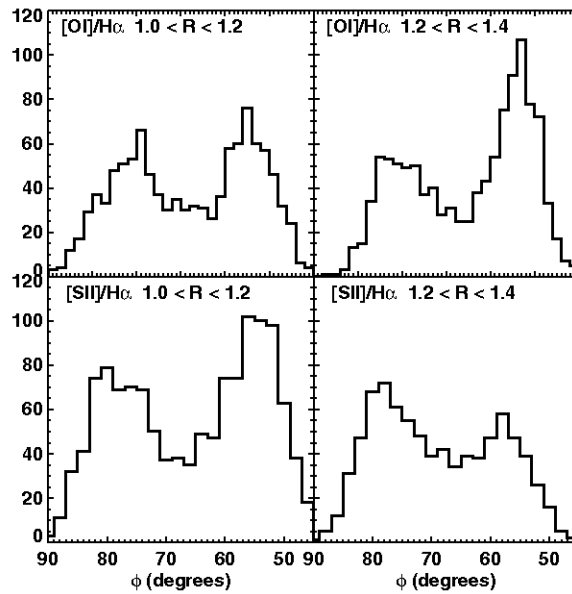


Fig. 3.4: Histograma de Kewley et al. 2006, feito da mesma maneira descrita na figura 3.3.

real da galáxia através de modelos de síntese de população estelar e extinção por poeira do contínuo estelar. Após a remoção do contínuo, as linhas de emissão são ajustadas por uma gaussiana, obrigando que todas linhas proibidas tenham a mesma largura e velocidade na linha de visada, e similarmente para as linhas de Balmer. Nossas medidas de linhas são feitas de modo parecido, mas com algumas diferenças. O ajuste do contínuo é feito com o STARLIGHT, que é mais poderoso e usa uma base mais completa de populações estelares do que aquela usada por Tremonti et al (2004). Além disso, nosso código de ajuste de gaussianas ao espectro residual (descrito em S06) emprega vários vínculos, mas não impõe que todas linhas proibidas tenham a mesma largura.

Não pudemos concluir qual destes fatores contribui mais para as diferenças notadas. De qualquer modo, apesar de menos evidente, a bimodalidade também é detectada em nossos diagramas.

3.3 Classificação Seyfert/LINER

A partir da bimodalidade, Ke06 elaboraram uma nova divisão para AGNs. A divisão Seyfert/LINER proposta é:

- **Seyferts:** Estão acima das linhas de Ke01 nos diagrama BPT, $[\text{O I}]/\text{H}\alpha$ e $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$:

$$\frac{0.61}{\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha) - 0.47} + 1.19 < \log([\text{O III}]/\text{H}\beta) \quad (3.1)$$

$$\frac{0.72}{\log([\text{S II}]/\text{H}\alpha) - 0.32} + 1.30 < \log([\text{O III}]/\text{H}\beta) \quad (3.2)$$

$$\frac{0.73}{\log([\text{O I}]/\text{H}\alpha) - 0.59} + 1.33 < \log([\text{O III}]/\text{H}\beta) \quad (3.3)$$

e acima das seguintes linhas divisórias Seyfert/LINER nos diagramas $[\text{O I}]/\text{H}\alpha$ e $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$:

$$1.89 \log([\text{S II}]/\text{H}\alpha) + 0.76 < \log([\text{O III}]/\text{H}\beta) \quad (3.4)$$

$$1.18 \log([\text{O I}]/\text{H}\alpha) + 1.30 < \log([\text{O III}]/\text{H}\beta) \quad (3.5)$$

- **LINERs:** Estão também acima das linha de Ke01 nos diagramas BPT, $[\text{O I}]/\text{H}\alpha$ e $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$, mas abaixo das linhas Seyfert/LINER nos diagramas $[\text{O I}]/\text{H}\alpha$ (eq. 3.5) e $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$ (eq. 3.4).

Por completeza, vamos rerepresentar aqui as equações que classificam outras classes de galáxias nos diagrama diagnóstico que serão utilizadas na próxima seção. Para as demais classes vamos utilizar apenas as classificações feitas a partir do diagrama BPT.

- **Galáxias “Star Forming” (SF):** Estão abaixo da linha de Ka03 no diagrama BPT.

$$\log([\text{O III}]/\text{H}\beta) < \frac{0.61}{\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha) - 0.05} + 1.3 \quad (3.6)$$

- **Galáxias compostas (CMP):** Estão entre as linhas de Ka03 e Ke01 no diagrama BPT.

$$\frac{0.61}{\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha) - 0.05} + 1.3 < \log([\text{O III}]/\text{H}\beta) < \frac{0.61}{\log([\text{N II}]/\text{H}\alpha) - 0.47} + 1.19 \quad (3.7)$$

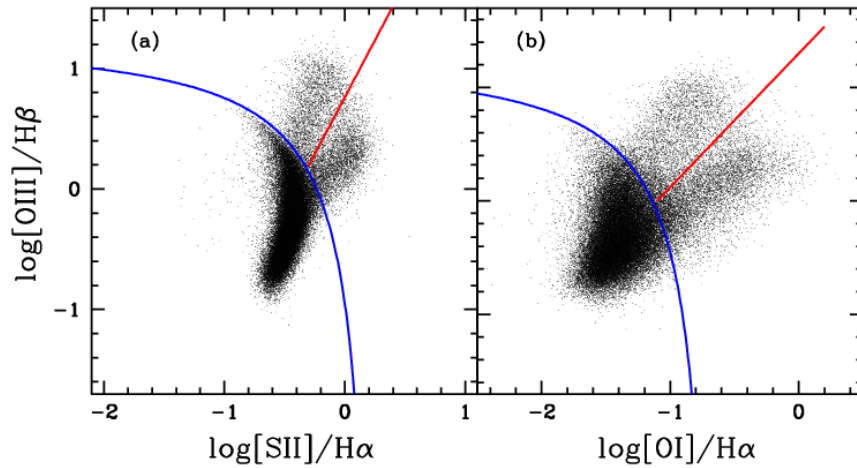


Fig. 3.5: Diagramas diagnósticos com a nova linha de divisão Seyfert/LINER em vermelho. Em azul temos a linha de divisão SF/AGN já definida anteriormente em Ke01.

Na figura 3.5 mostramos outra vez os diagramas $[\text{O I}]/\text{H}\alpha$ e $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$, agora indicando as linhas de separação SF/AGN (azul) e a nova linha de divisão Seyfert/LINER (vermelho) definida a partir dos histogramas. Note que, curiosamente, Ke06 **não** propõe uma linha divisória no diagrama BPT. Voltaremos a este ponto no capítulo 4.

3.4 Propriedades físicas e observacionais

O objetivo nesta seção é estudar o comportamento das propriedades físicas e observacionais de galáxias hospedeiras de AGN (Seyfert e LINERs) em função da distância dessas galáxias à sequência de galáxias SF no diagrama $[\text{O I}]/\text{H}\alpha$. Para isto vamos definir um ponto fiducial e medir a distância em relação a este, exatamente como Ke06. Este ponto será definido para cada uma das classes de galáxias hospedeiras.

- Para LINERs temos p : $\log([\text{O I}]/\text{H}\alpha) = -0.6$ e $\log([\text{O III}]/\text{H}\beta) = -1.5$.
- Para Seyferts temos p : $\log([\text{O I}]/\text{H}\alpha) = -0.35$ e $\log([\text{O III}]/\text{H}\beta) = -1.5$.

Nesta seção estudaremos as mesmas propriedades estudadas por Ke06, complementando-as com propriedades similares não discutidas por Ke06, mas disponíveis de nossa análise mais detalhada das populações estelares (como idade e metalicidade média, e extinção estelar).

3.4.1 $D4000$ e $H\delta_A$

Os índices espectroscópicos $D4000$ e $H\delta_A$ são indicadores da idade da população estelar. O índice $D4000$ aparece no espectro galáctico como um degrau na região de $\lambda \sim 4000$ Å. Esta descontinuidade acontece devido ao acúmulo de um grande número de linhas de absorção nesta região do espectro. Por que este índice é sensível a idade da população estelar? O alto nível de ionização em estrelas quentes faz com que tenhamos uma diminuição na opacidade, e assim menos absorção. Por isso a quebra em 4000 Å se torna menor para populações estelares jovens e maior para populações estelares velhas e com alta metalicidade. A quebra em 4000 Å foi primeiro definida por Bruzual (1983), e posteriormente redefinida por Balogh et al.(1999) usando bandas do contínuo mais estreitas para minimizar os efeitos de avermelhamento. Esta última definição é a que empregamos aqui:

$$D4000 = \frac{\int_{4000}^{4100} f_{\lambda} d\lambda}{\int_{3850}^{3950} f_{\lambda} d\lambda} \quad (3.8)$$

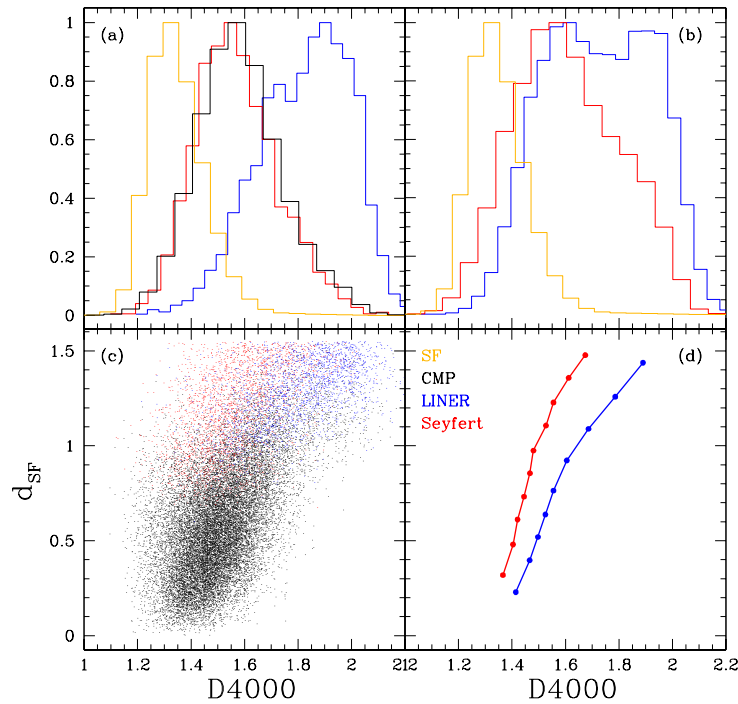


Fig. 3.6: (a) Histogramas do D4000 para SF (laranja), Composites (preto), LINERs (azul) e Seyferts (vermelho). (b) Aqui os histogramas para LINERs e Seyferts incluem também as galáxias classificadas como Composites. (c) Distribuição do D4000 para Seyferts e LINERs. (d) A mediana para estas distribuições de D4000, em caixas de d_{SF} . Apenas Seyferts e LINERs são mostradas neste painel.

A largura equivalente (EW) da linha de absorção $H\delta_A$, é sensível à presença em galáxias de populações estelares com idade entre 0.1 - 1 Gyr, atingindo um máximo em idades ao redor de 0.4 Gyr. $H\delta_A$ é definido por Worthey & Ottaviani(1997) como:

$$H\delta_A = \frac{4083.50 - 4122.25}{1 - \frac{F_I}{F_C}} \quad (3.9)$$

onde F_I é o fluxo medido entre 4083.50 e 4122.25 Å e F_C é o fluxo do pseudo-contínuo nesta mesma banda.

Nossas medidas de D4000 e $H\delta_A$ são efetuadas sobre o contínuo sintético, não o observado. Uma vez que os ajustes espectrais obtidos com o STARLIGHT são muito bons, este é um procedimento válido. Este truque nos permite contornar problemas práticos, como a

contribuição de linhas de emissão (como a própria $H\delta_A$) e defeitos no espectro observado.

A figura 3.6(a) mostra os histogramas de distribuição do D4000 para SF, CMP, LINERs e Seyferts. Podemos ver aqui que a classe de galáxias LINERs tem a população estelar mais velha (maior D4000) em comparação as outras classes. Seyfert e Compostas possuem população estelar de idade semelhante e, as galáxias SF são as que tem população estelar mais jovem. Na figura 3.6(b) incluímos as galáxias Compostas às classes Seyfert (Seyfert+CMP) e LINER (LINER+CMP). Podemos observar com isto que as galáxias LINERs são um pouco mais afetadas por esta mudança e que a diferença entre as idades das populações estelares de Seyferts e LINERs é visivelmente menor após a acresção da classe de galáxias Compostas a estas. Na figura 3.7, onde mostramos $H\delta_A$, observamos um comportamento similar ao observado para D4000 na figura 3.6.

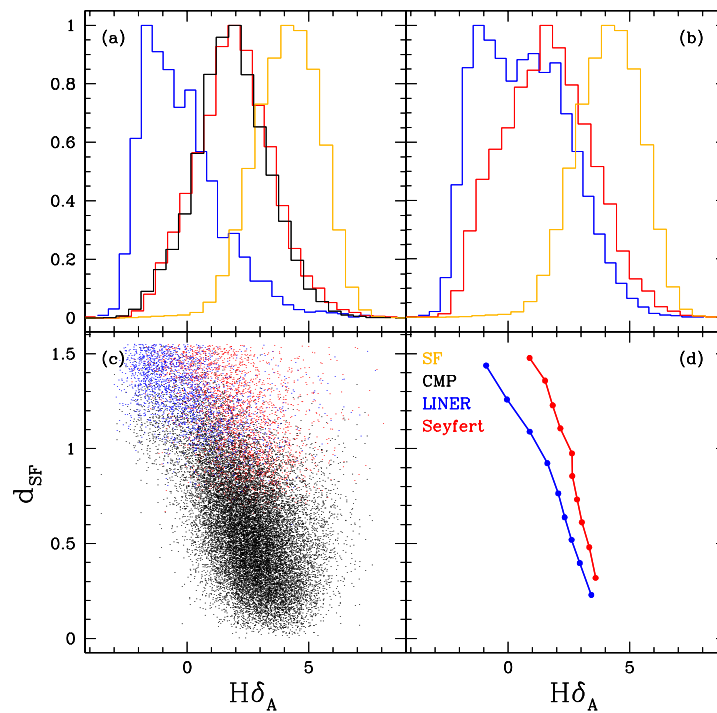


Fig. 3.7: Mesmo esquema descrito para a figura 3.6, aqui feito para o $H\delta_A$.

As distribuições para o D4000 e para o $H\delta_A$, plotadas a partir dos dados do STARLIGHT possuem uma enorme semelhança em relação as distribuições para os mesmos índices feitas

em Ke06. As curvas medianas para Seyfert e LINER também se comportam da mesma maneira.

3.4.2 Idade e metalicidade estelares médias

Em Ke06 e outros estudos, os índices D4000 e $H\delta_A$ são usados como sinônimos de idade média das estrelas, embora isto seja apenas qualitativamente correto. A decomposição espectral detalhada, realizada pelo STARLIGHT permite medidas quantitativas diretas da idade estelar média, ponderada tanto por luz quanto por massa, o mesmo se aplicando à metalicidade estelar.

Definindo x_j como a fração da luz em um certo comprimento de onda de normalização (4020 Å em nosso caso) que provém de uma população estelar simples de idade t_j e metalicidade Z_j , a idade média ponderada pela luz pode ser definida por

$$\langle \log t_\star \rangle_L = \sum_{j=1}^{N_\star} x_j \log t_j \quad (3.10)$$

Trocando a fração de luz x_j pela fração de massa μ_j correspondente, obtemos a idade média ponderada pela massa

$$\langle \log t_\star \rangle_M = \sum_{j=1}^{N_\star} \mu_j \log t_j \quad (3.11)$$

Trocando $\log t_\star$ pela metalicidade Z_\star leva a expressões similares para a metalicidade estelar média ponderada pela luz ou pela massa (Cid Fernandes et al. 2004; 2005).

Nas figuras 3.8 e 3.9 mostramos os diagramas para $\langle \log t \rangle_L$ e $\log \langle Z \rangle_M$. Para $\langle \log t \rangle_L$ observamos o mesmo comportamento descrito na figura 3.6, lembrando que aqui temos valores reais para as idades médias, que para Seyfert e LINER variam em torno de 10^9 yr. Devemos observar também que tanto nos gráficos das figuras 3.6 e 3.7, como no gráfico da figura 3.8, temos uma correlação entre a idade e a d_{SF} , a qual nos mostra que, para maiores distâncias em relação a sequência SF temos maior idade da população estelar. Esta relação se mostra apenas um pouco menos pronunciada quando olhada através do gráfico para $\langle \log t \rangle_L$ (figura 3.8).

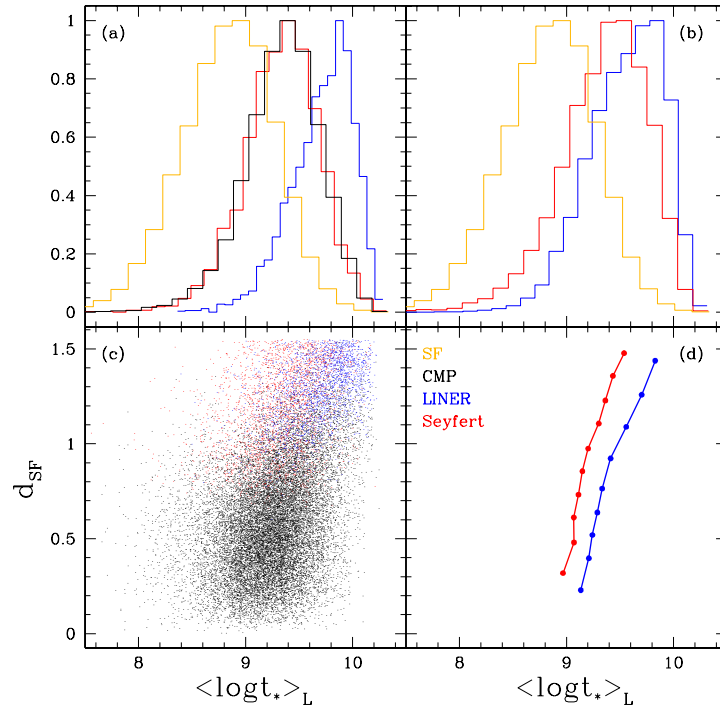


Fig. 3.8: Assim como na figura 3.6, aqui para $\langle \log t \rangle_L$

Para a metalicidade ponderada pela massa, observamos que as SF possuem valores de $\log(Z)_M$ levemente menores que as demais classes, que não possuem quase nenhuma diferença visível em valores de metalicidade. Podemos notar também que a metalicidade mediana permanece constante em $\sim Z_\odot$ ao longo de toda a d_{SF} para Seyferts e LINERs. Concluí-se, portanto, que Seyferts e LINERs diferem mais em idade do que em metalicidade.

3.4.3 Massa em estrelas

Estimamos a massa em estrelas para cada galáxia a partir do espectro ajustado pelo método de síntese de população estelar descrito no capítulo 2, método este muito mais robusto do que o utilizado por Ke06, que estima a massa em estrelas através do ajuste de apenas 2 índices espectrais: D4000 e $H\delta_A$.

A figura 3.10 (a) mostra os histogramas das distribuições de M_\star para galáxias SF,

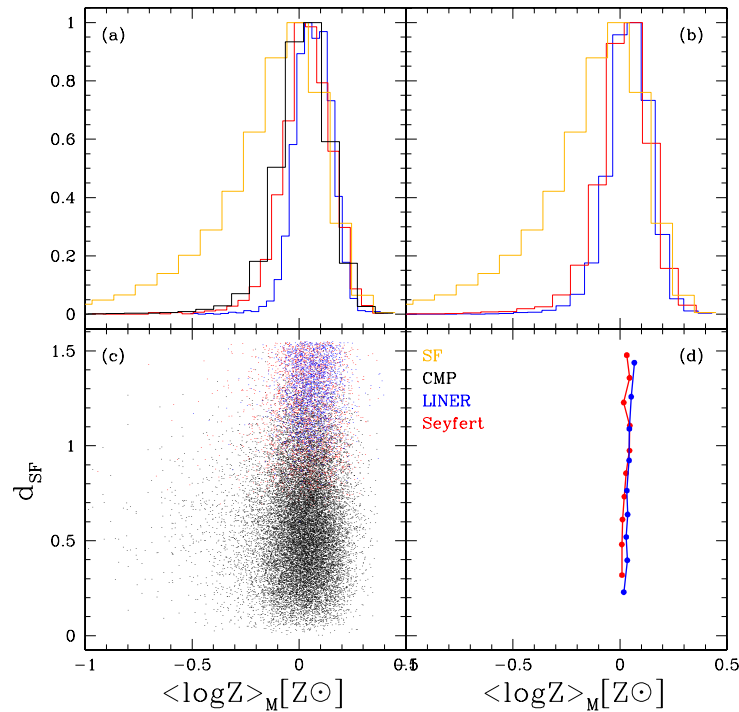


Fig. 3.9: Assim como na figura 3.6, aqui para $\log \langle Z \rangle_M$.

Seyfert, LINER e CMP. Podemos observar que as galáxias portadoras de núcleo ativo (Seyfert e LINER) possuem massa em estrelas maiores do que as outras classes de galáxias. A presença da classe CMP na região de alta massa se deve, em parte, ao fato de que nesta classe há uma mistura de SF com galáxias portadoras de núcleo ativo. O comportamento é praticamente o mesmo quando plotamos na figura 3.10 (b) os histogramas da mesma distribuição para as classes Seyferts+CMP e LINERs+CMP. Nas figuras 3.10 (c) e (d) temos respectivamente a distribuição e a mediana de M_\star para as classes Seyfert+CMP e LINERs+CMP. Observamos para as galáxias LINERs uma pequena correlação em relação a M_\star e a d_{SF} . Podemos ver que para esta classe quando se trata apenas de LINERs puras há uma aumento da massa com o aumento d_{SF} .

Em Ke06 se destaca uma pequena correlação entre M_\star e d_{SF} para classe Seyfert. Tendo em vista a incrível sutileza desta relação podemos relacioná-la a erros na medida de M_\star . Para os nossos dados, preferimos apenas ressaltar a relação $M_\star \times d_{SF}$ para LINERs,

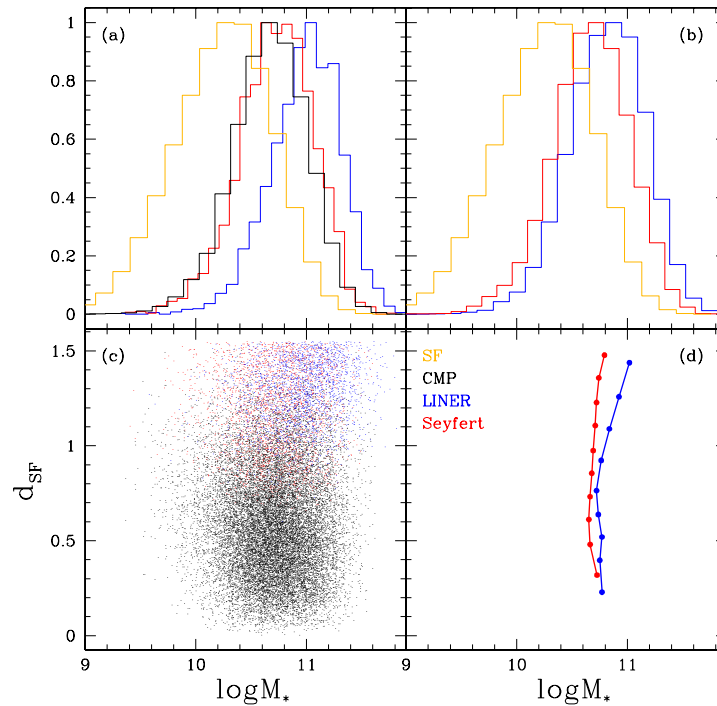


Fig. 3.10: Assim como na figura 3.6, aqui para M_* .

também observada em Ke06.

3.4.4 Razão massa luminosidade

Assim como outras propriedades físicas, a razão massa luminosidade (M/L) adotada nesta seção é proveniente do espectro sintético ajustado com o melhor χ^2 (veja capítulo 2). Os valores de M/L são influenciados pela idade da população estelar, mas os efeitos da extinção por poeira são removidos (pelo menos de forma aproximada) pela modelagem do espectro com o STARLIGHT.

Observamos na figura 3.11 que a razão massa luminosidade (na banda r) é menor para galáxias SF, como esperado devido a formação estelar, que aumenta L sem aumentar M significativamente. Vemos também que a M/L das Seyferts puras é menor que a das LINERs puras. Mas quando temos Seyferts+CMP e LINERs+CMP estas duas classes apresentam praticamente a mesma razão M/L. Assim como para M_* , temos uma relação

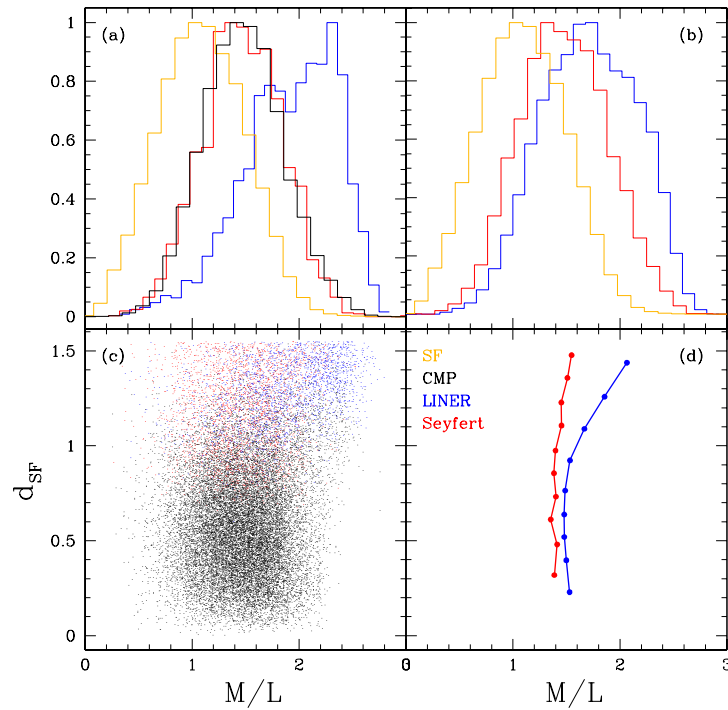


Fig. 3.11: Assim como na figura 3.6, aqui para M/L , em unidades solares, e referentes à banda r .

entre a d_{SF} e a razão M/L para as galáxias LINERs puras e nenhuma relação entre estas duas para Seyferts.

Comparando nossa análise com a feita por Ke06, a diferença é que encontramos a correlação d_{SF} razão M/L para LINERs, enquanto Ke06 não observam qualquer correlação.

3.4.5 Extinção nebulosa e estelar

O método mais tradicional para se avaliar a extinção interestelar é através da razão $H\alpha/H\beta$, o “decremento de Balmer”. Este índice é pouco sensível à temperatura, variando de 3.03 à 5000 K a 2.74 à 20000 K (Osterbrock & Ferland 2006).

Na figura 3.12 apresentamos histogramas de $H\alpha/H\beta$ e sua relação com d_{SF} . Tanto em Seyferts como em LINERs a razão $H\alpha/H\beta$ pode atingir valores bem maiores que 2.86, indicativos de quantidade significativa de poeira. No entanto, a distribuição em LINERs

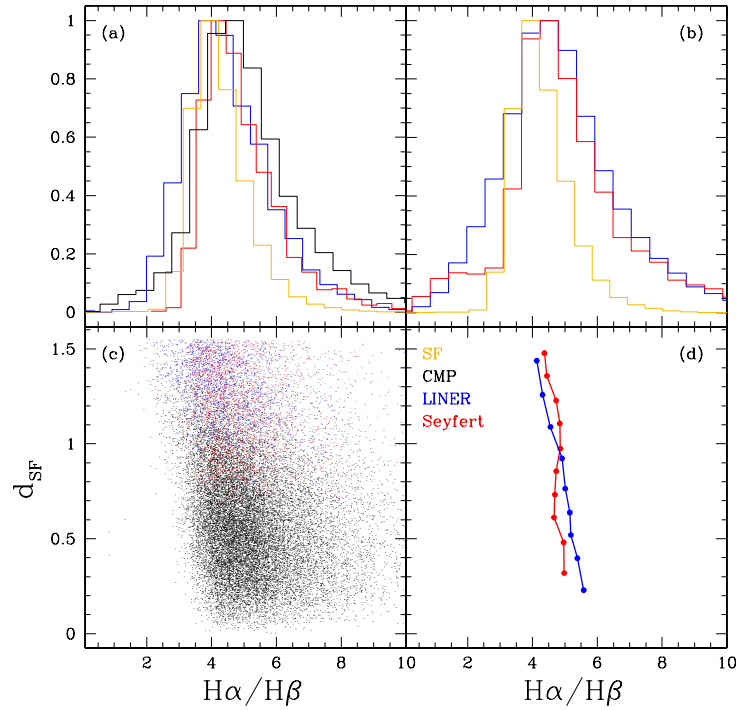


Fig. 3.12: Assim como na figura 3.6, aqui para $H\alpha/H\beta$.

atinge valores mais baixos de $H\alpha/H\beta$, indicando que, estatisticamente, LINERs contêm menos poeira que Seyferts. Este resultado é similar ao de K06, embora existam diferenças perceptíveis tanto na forma das distribuições, como na curva mediana em função de d_{SF} .

Assumindo que a extinção ocorre em uma capa de poeira (“foreground screen”), que reduz o fluxo observado por $10^{-0.4A_\lambda}$, o valor observado de $H\alpha/H\beta$ pode ser convertido na extinção nebulosa na banda V por

$$A_V^{Balmer} = \frac{2.5}{(q_{H\beta} - q_{H\alpha})} \log \left(\frac{F_{H\alpha}^{obs} / F_{H\beta}^{obs}}{F_{H\alpha}^{int} / F_{H\beta}^{int}} \right) \quad (3.12)$$

onde $q_{H\alpha} = A_{H\alpha}/A_V$ e $q_{H\beta} = A_{H\beta}/A_V$ podem ser obtidos a partir da lei de extinção. Para a lei de Cardelli et al. (1989), $q_{H\alpha} = 0.8177$ e $q_{H\beta} = 1.1642$. Adotando o valor de 2.86 para a razão intrínseca, a equação 3.12 se resume à:

$$A_V^{Balmer} = 7.21 \log\left(\frac{F_{H\alpha}^{obs}/F_{H\beta}^{obs}}{2.86}\right) \quad (3.13)$$

que é a extinção nebulosa deduzida a partir das medidas de $H\alpha$ e $H\beta$. Na figura 3.13 apresentamos os resultados para A_V^{Balmer} . Naturalmente, estes são apenas uma transformação daqueles já apresentados na figura 3.12. A motivação para apresentá-los nesta forma alternativa é que isto facilita a comparação com a extinção estelar, A_V^* , obtida pelo STARLIGHT.

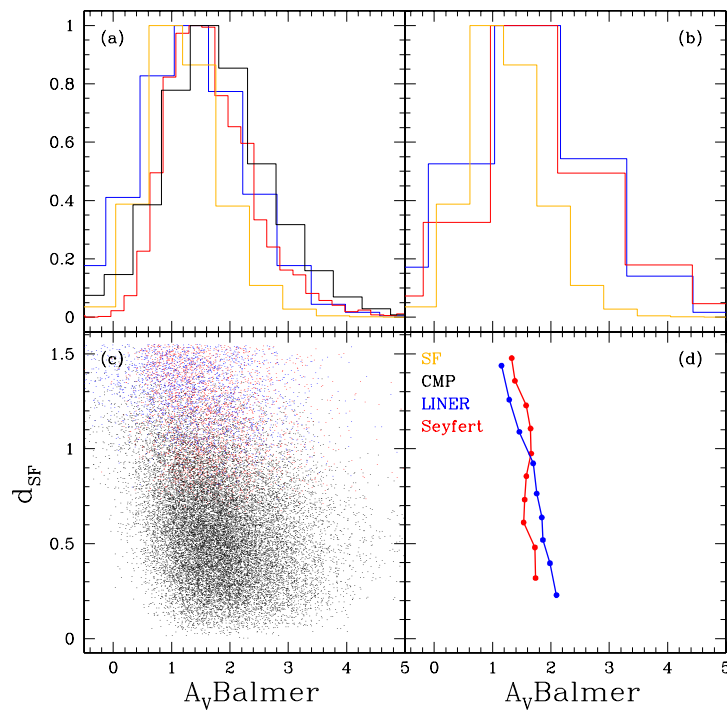


Fig. 3.13: Assim como na figura 3.6, aqui para a extinção nebulosa A_V^{Balmer} .

Ao ajustar um espectro, o STARLIGHT também assume, por simplicidade, uma “foreground screen”, e que a extinção segue a lei de Cardelli et al. (1989). O valor de A_V^* obtido é totalmente independente do valor deduzido a partir das linhas de emissão, sendo portanto interessante compará-los. A figura 3.14 nos mostra que as LINERs têm a extinção estelar um pouco menor do que as outras classes de galáxias, confirmando a tendência acima. Cabe enfatizar que A_V^* não faz parte das propriedades estudadas por

Ke06, presumivelmente porque sua análise de população estelar é muito mais simplória que a nossa.

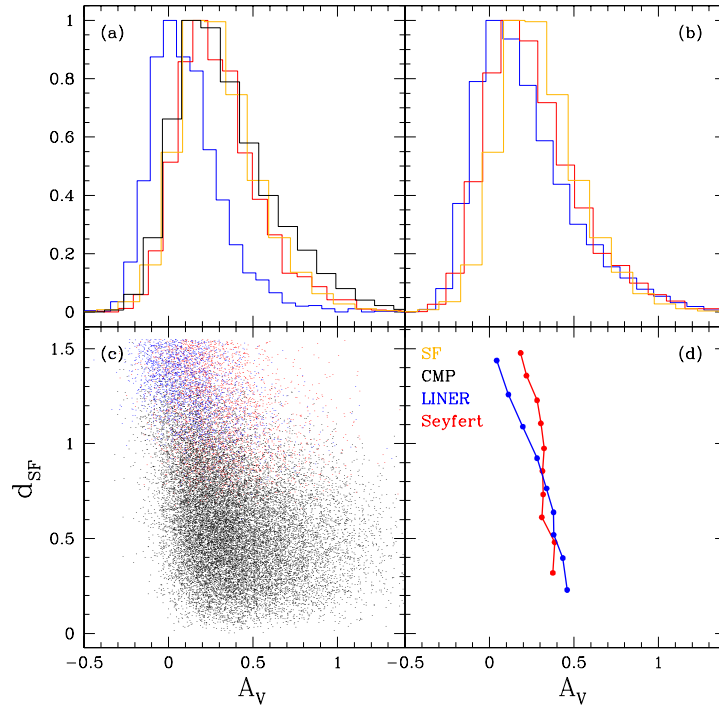


Fig. 3.14: Assim como na figura 3.6, aqui para A_V .

Analisando uma amostra de galáxias SF da SDSS, Asari et al. (2007) encontram uma forte correlação entre a extinção nebulosa e a estelar. No entanto, existe uma diferença sistemática, com $A_V^{Balmer} \sim 2A_V^*$. Como explicado em Asari et al. (2007), isto é normalmente entendido como, devido ao fato de que as linhas de emissão se originam nas regiões mais ricas em gás e poeira, próximas às estrelas mais recentemente formadas, enquanto que outras estrelas sofrem menos atenuação de sua luz. Na figura 3.15, estendemos esta análise para outras classes de galáxias. Tanto em LINERs como em Seyferts observa-se uma forte correlação entre A_V^{Balmer} e A_V^* . Percebe-se, porém, que a relação entre estes dois estimadores não é exatamente a mesma em todos tipos de objeto. Isto é melhor observado na figura 3.15, onde as relações $A_V^{Balmer} \times A_V^*$ para galáxias SF, LINERs e Seyferts são superpostas. Os maiores valores de A_V^{Balmer}/A_V^* são observados em LINERs. Este

resultado é novo e potencialmente revelador de uma diferença na distribuição geométrica ou na origem da poeira em LINERs. Devido aos problemas descritos abaixo, no entanto, não nos atreveremos a interpretar este achado neste trabalho.

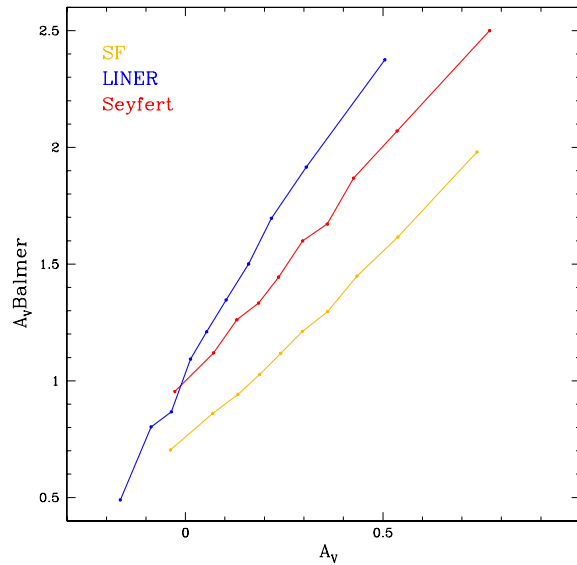


Fig. 3.15: Figura mostrando as medianas da distribuição de $A_V \times A_V^{Balmer}$ para as classes SF(laranja), LINER (azul) e Seyfert (vermelho).

Inspecionando as figuras acima se nota que um número significativo de objetos possuem $A_V^* < 0$. Obviamente, isto não é fisicamente possível. No caso de $A_V^{Balmer} < 0$, o problema é certamente devido às medidas de $H\alpha$ e $H\beta$, que são afetadas por ruído e pela incerteza no ajuste espectral. Asari et al. (2007) discutem que, em galáxias SF, o espectro na região de $H\beta$ é frequentemente mal ajustado devido à problemas sistemáticos na calibração dos espectros estelares usados na base de BC03. Este problema deve ser maior para LINERs, cujas linhas de emissão (especialmente $H\beta$) são intrinsicamente fracas. Em seu trabalho de qualificação para o doutoramento, Gomes (2006) concluiu que os valores de $A_V^* < 0$ também resultam de um problema de calibração em BC03 produzem espectros mais vermelhos do que o correto, falha que o STARLIGHT compensa através de um “azulamento” obtido com $A_V^* < 0$. Estes problemas deverão ser parcialmente sanados com a nova geração de modelos de síntese evolutiva, baseados em espectros estelares melhor

calibrados. É, portanto, recomendável esperar este progresso para reavaliar os resultados apresentados nesta secção.

3.4.6 Massa do buraco negro

A dispersão de velocidades estelares (σ_*) nos dá informação indireta a respeito da massa do buraco negro (M_{BH}) em galáxias com núcleo ativo. Tremaine et al (2002) propõe a seguinte calibração desta relação:

$$\log(M_{BH}/M_\odot) = 8.13 + 4.02 \log(\sigma_*/200 \text{ km/s}) \quad (3.14)$$

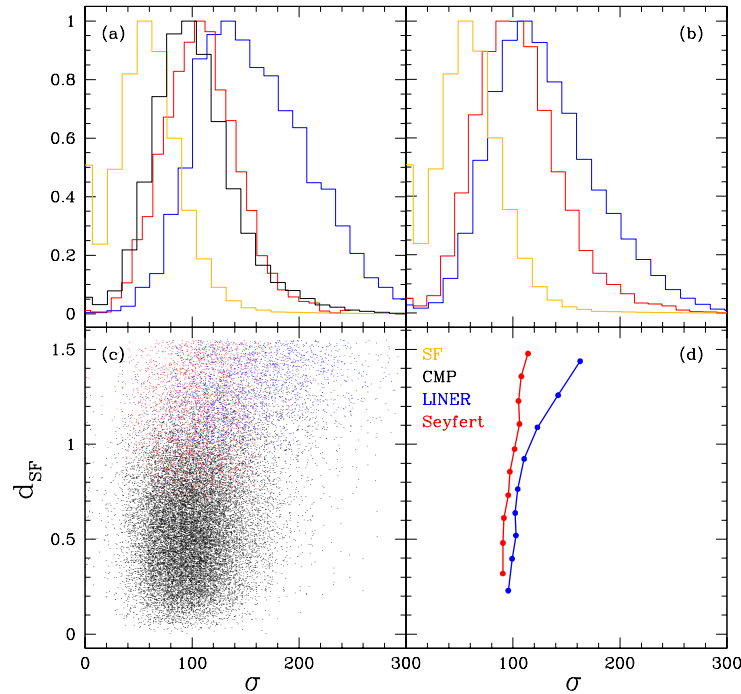


Fig. 3.16: Assim como na figura 3.6, aqui para a dispersão de velocidade σ_* (em km/s).

Podemos ver na figura 3.16 (a) que as LINERs tem σ_* maiores do que as Seyfert e CMP, o que indica maior M_{BH} . Quando acrescentamos a classe CMP as Seyferts e LINERs esta diferença praticamente desaparece.

Assim como em Ke06, encontramos uma correlação entre σ_* e a d_{SF} para LINERs puras, que nos diz que a medida que nos distanciamos da sequência SF, a dispersão de velocidades estelares aumenta, indicando um aumento na massa do buraco negro central.

3.4.7 A luminosidade de [O III]

Segundo a interpretação de Ke06 (seguindo os preceitos de Ka03 e Heckman et al 2004), a luminosidade de [O III] é proporcional a luminosidade do AGN, que por sua vez é proporcional à taxa de acreção no buraco negro. Vamos analisar então o comportamento da $L_{[\text{O III}]}$ para galáxias portadoras de AGN em relação a d_{SF} . Nos gráficos para $\log(L_{[\text{O III}]})$, mostrados na figura 3.17, temos algumas semelhanças e diferenças em relação aos resultados obtidos por Ke06. Para os nossos dados as Seyferts apresentam $\log(L_{[\text{O III}]})$ maior que todas as outras classes de galáxias. As Seyferts são seguidas na sequência pelas LINERs, CMP e SF, o que é confirmado por Ke06. Já para o histograma na figura 3.17 b, com LINER+CMP e Seyfert+CMP, para os nossos dados esta diferença para Seyferts desaparece, o que não acontece para Ke06. Para o gráfico das medianas com as classes Seyfert e LINER (figura 3.17 d) nossos dados não mostram nenhuma correlação para d_{SF} , ao contrário de Ke06 que observa para o aumento da d_{SF} um decréscimo na $L_{[\text{O III}]}$ para LINERs+CMP. Podemos dizer sim, que existe um sutil aumento da $L_{[\text{O III}]}$ para as classes Seyfert e LINERs puras para os nossos dados, que também aparecem no gráfico plotado em Ke06.

3.4.8 A razão de Eddington

Usando a interpretação de Ke06 de que a luminosidade de [O III] é proporcional a luminosidade do AGN, que por sua vez é proporcional a taxa de acreção, e que a dispersão de velocidades elevada a quarta potência pode ser usada como uma estimativa da massa do buraco negro, então a razão $L_{[\text{O III}]}/\sigma_*^4$ nos indica, ao menos qualitativamente, a taxa de acreção em unidades da massa do buraco negro, ou seja a razão de Eddington \dot{M}_{BH}/M_{BH} .

A figura 3.18 nos mostra que esta razão é significativamente maior para Seyferts que para LINERs. Isto condiz com a observação de que os AGNs nas galáxias Seyferts são mais

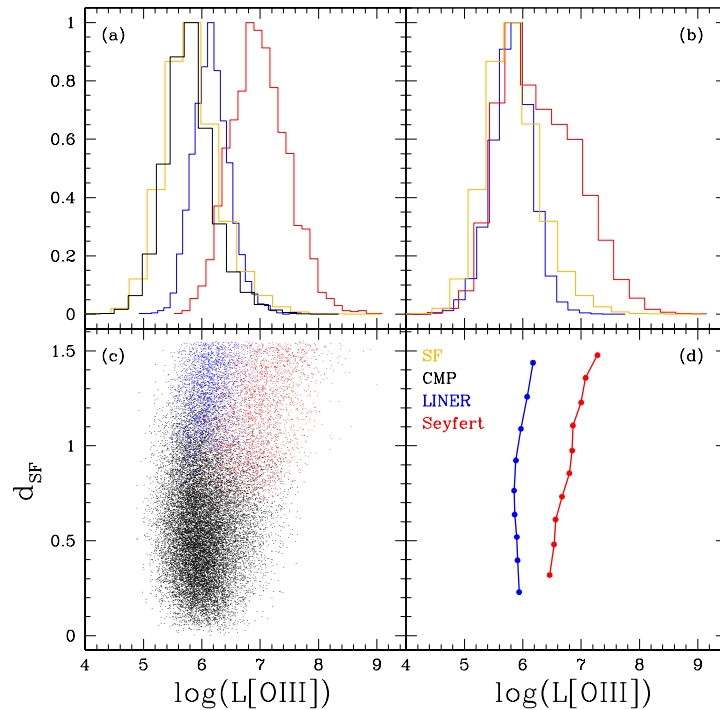


Fig. 3.17: Assim como na figura 3.6, aqui para $\log(L_{[\text{OIII}]})$.

ativos do que os AGNs nas LINERs. As CMP, que são um misto destas duas classes com galáxias SF, ficam no meio do caminho. Na figura 3.18(d), podemos ver uma correlação da d_{SF} com $L_{[\text{OIII}]} / M_{BH}$, para as duas classes de AGNs. A razão de Eddington aumenta com o aumento da distância à sequência SF para Seyferts e diminui para LINERs.

Em Ke06 observa-se uma relação significativa de $L_{[\text{OIII}]} / \sigma_*^4$ com d_{SF} para LINERs+CMP, no sentido de que, quanto maior a distância à sequência SF menor é a razão $L_{[\text{OIII}]} / \sigma_*^4$. Já para LINERs puras, a mediana deixa de variar com a d_{SF} . Com os nossos dados esta falta de correlação para LINERs puras não é percebida, pois detectamos uma leve correlação para LINERs e Seyferts ao longo de toda a sequência (com ou sem CMP). Com o aumento da d_{SF} , temos na classe Seyfert, um aumento da razão $L_{[\text{OIII}]} / M_{BH}$. Para a classe LINER, há uma diminuição da razão $L_{[\text{OIII}]} / M_{BH}$ com o aumento da d_{SF} . Devemos ressaltar que, para nós, a razão de Eddington varia entre $\sim 10^{-2}$ e $10^1 L_{\odot} / M_{\odot}$ enquanto, para Ke06 varia entre -4 e 0 $L_{\odot} s^4 / km^4$.

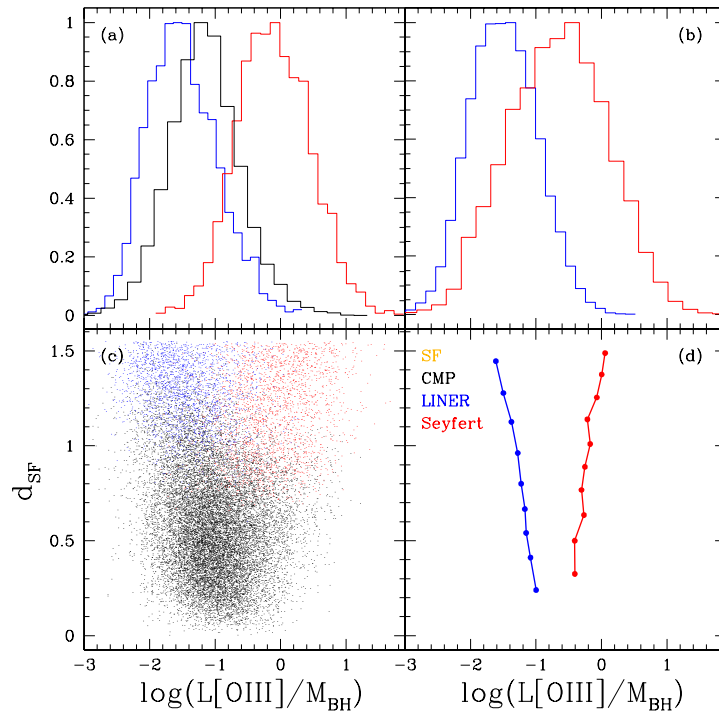


Fig. 3.18: Assim como na figura 3.6, aqui para $\log(L_{[\text{OIII}]} / M_{BH})$, em unidades de L_{\odot} / M_{\odot} .

3.4.9 Resumo

Neste capítulo repetimos a análise de Ke06 usando nossos próprios dados e métodos. De forma geral, há um bom acordo entre os dois trabalhos, embora algumas diferenças sutis em relação aos resultados de Ke06 são percebidas ao longo de todo capítulo,

Nesta seção fazemos uma análise final, também feita também em Ke06, de como se comportam algumas propriedades físicas em relação a $L_{[\text{OIII}]} / M_{BH}$ e $L_{[\text{OIII}]}$. De todos as medianas e histogramas plotados até aqui de propriedades físicas e observacionais contra a d_{SF} vemos claramente que os que mais distinguem Seyferts de LINERs são $L_{[\text{OIII}]} / M_{BH}$ e $L_{[\text{OIII}]}$, como aliás enfatizado por Ke06. Este é o motivo de termos escolhido estas duas propriedades para analisar como se comportam outras características físicas e observacionais em relação as mesmas.

As figuras seguintes mostram algumas propriedades físicas em função de $\log(L_{[\text{OIII}]} / M_{BH})$ e $\log(L_{[\text{OIII}]})$. Dentre as propriedades nesta figura existem duas ainda não exploradas

neste trabalho, por isso daremos uma breve introdução sobre estas:

- $CI = R_{90}/R_{50}$, onde R_{90} é o raio da região que contém 90% da luz da galáxia, e R_{50} é o mesmo para 50% da luz da galáxia. Esta razão é chamada de “índice de concentração” da galáxia e é usada para discriminar galáxias do tipo precoce (early types), que tem um perfil de luz mais centralmente concentrado, de galáxias do tipo tardio (late types). O valor de $CI = 2.62$ foi definido por Strateva et al. (2001) para distinguir entre galáxias de tipo “early” ($CI < 2.62$) e “late” ($CI > 2.62$).
- μ_* , a densidade superficial de massa estelar, definida por $0.5M_*/\pi R_{50}^2$, ou seja, metade da massa total dividido pela área que contém metade da luz.

As demais propriedades físicas envolvidas nos gráficos das figuras 3.19 e 3.21 já foram trabalhadas anteriormente. Várias das tendências que apareceram de forma indireta ao longo deste capítulo são mais explicitamente ilustradas nestas figuras.

Tanto para LINERs, quanto para Seyferts, podemos observar na figura 3.19 que a massa das galáxias aumenta para valores menores de $L_{[\text{O III}]}/M_{BH}$, o que indica que o aumento da massa da galáxia ocorre junto com um aumento da massa do buraco negro central. A luminosidade por sua vez parece se manter constante ao longo de toda a variação para $\log(L_{[\text{O III}]}/M_{BH})$, observamos isto, pois não há uma diferença significativa na inclinação das medianas entre $\log M_*$ e $\log M/L$. Podemos também ver que não há nenhuma correlação para Seyferts entre o índice de concentração e a razão de Eddington, já para LINERs observamos um leve aumento no valor da concentração para valores menores de $L_{[\text{O III}]}/M_{BH}$. Podemos dizer então que a morfologia das galáxias permanece praticamente inalterada ao longo de toda a asa AGN do diagrama BPT. A grande maioria dos objetos possui $CI = R_{90}/R_{50} > 2.6$, sendo portanto de tipo “early”, o que é esperado para AGNs (Ka03).

A diferença nos valores da razão de Eddington para LINERs e Seyferts nos traz uma nova maneira para distinguir entre estas duas classes. As propriedades físicas plotadas contra a razão de Eddington, para LINERs e Seyferts, variam suavemente para todas as variáveis. Isto indica que, para uma dada razão de Eddington, o que acontece com

Seyferts também acontece com as LINERs. A leitura que Ke06 fazem deste resultado é que, as diferenças entre estas duas classes desaparecem quando se tomam galáxias cujos buracos negros estão acretando a mesma quantidade de gás por unidade de tempo e por unidade de M_{BH} . Neste ponto é interessante lembrar que enquanto não há dúvidas de que Seyferts são AGNs, o mesmo não é verdade sobre as LINERs. Do resultado acima, Ke06 concluem que, como LINERs e Seyferts definem uma sequência suave de $L_{[O III]}/M_{BH}$, *LINERs são também AGNs*. Apesar de razoável, esta inferência não é conclusiva. De fato, recentemente demonstramos que em boa parte dos LINERs a ionização podem ser muito bem explicada em termos de ionização por estrelas velhas e quentes, sem qualquer necessidade de se invocar a contribuição de processos não estelares (Stasinska et al. 2008).

Para a luminosidade de [O III] plotamos os mesmos gráficos plotados para a razão de Eddington nas figuras 3.19 e 3.20. Como Ke06, percebemos que esta não é uma boa opção para se analisar AGNs, pois há muita descontinuidade entre as classes LINERs e Seyferts para todas as propriedades plotadas contra $\log(L_{[O III]})$. Interpretado $L_{[O III]}$ como um indicador da taxa de acreção, conclui-se que, por si só, \dot{M}_{BH} não é um bom indicador do nível de atividade nuclear, pois, ao contrário do que ocorre com a razão de Eddington, objetos com mesma $L_{[O III]}$ podem ser bastante diferentes em outras propriedades.

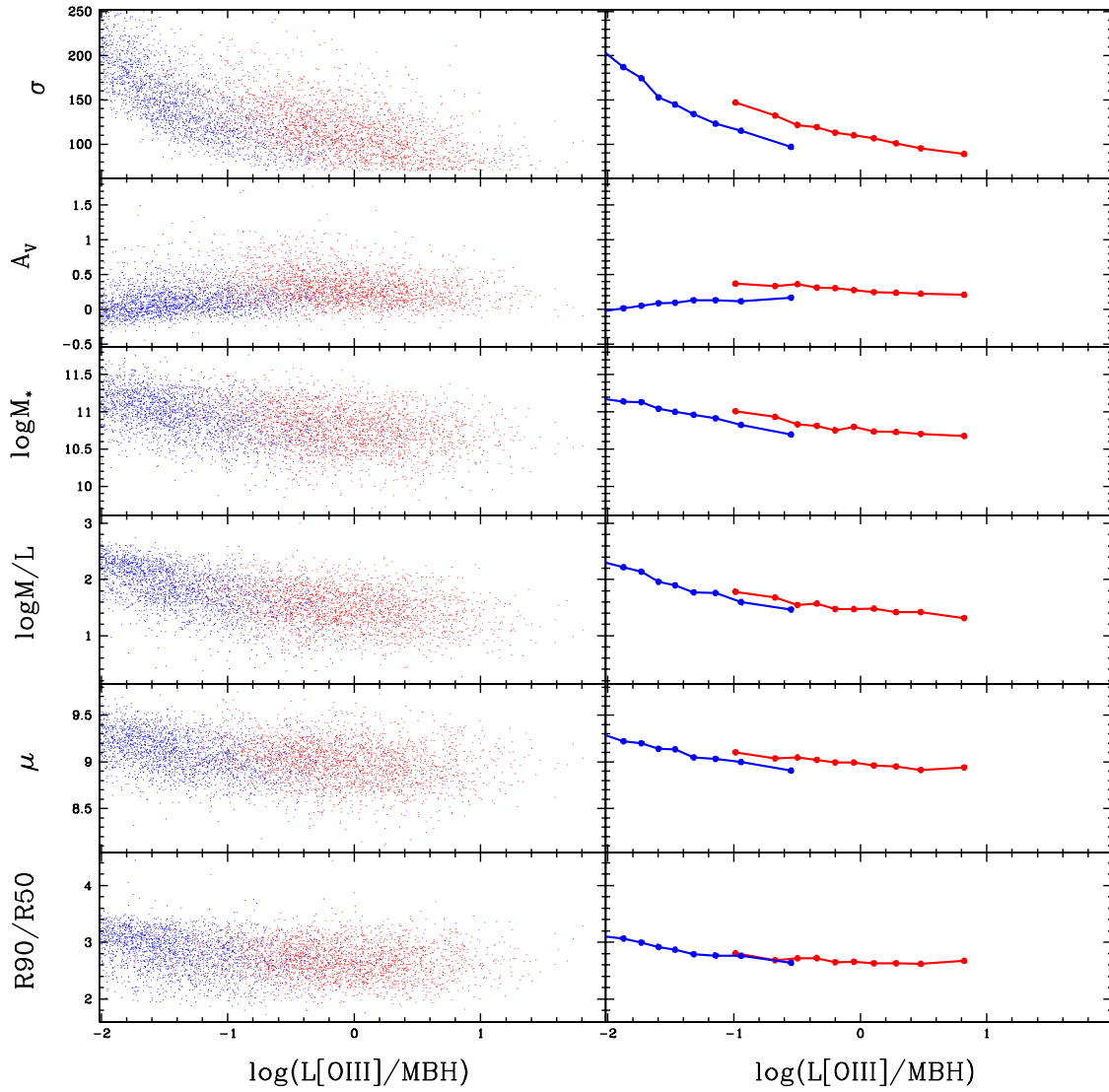


Fig. 3.19: Temos aqui desde a base, à esquerda as distribuições de $R90/R50$, $\mu[M_{\odot}/Kpc]$, $\log M/L[M_{\odot}/L_{\odot}]$, $\log M_{\star}[M_{\odot}]$, A_V e $\sigma[Km/s]$, todos em relação a $\log(L_{[OIII]}/M_{BH})[L_{\odot}/M_{\odot}]$. Os gráficos, à direita, mostram a mediana para cada conjunto de pontos plotados à esquerda. Vermelho para Seyferts e azul para LINERs.

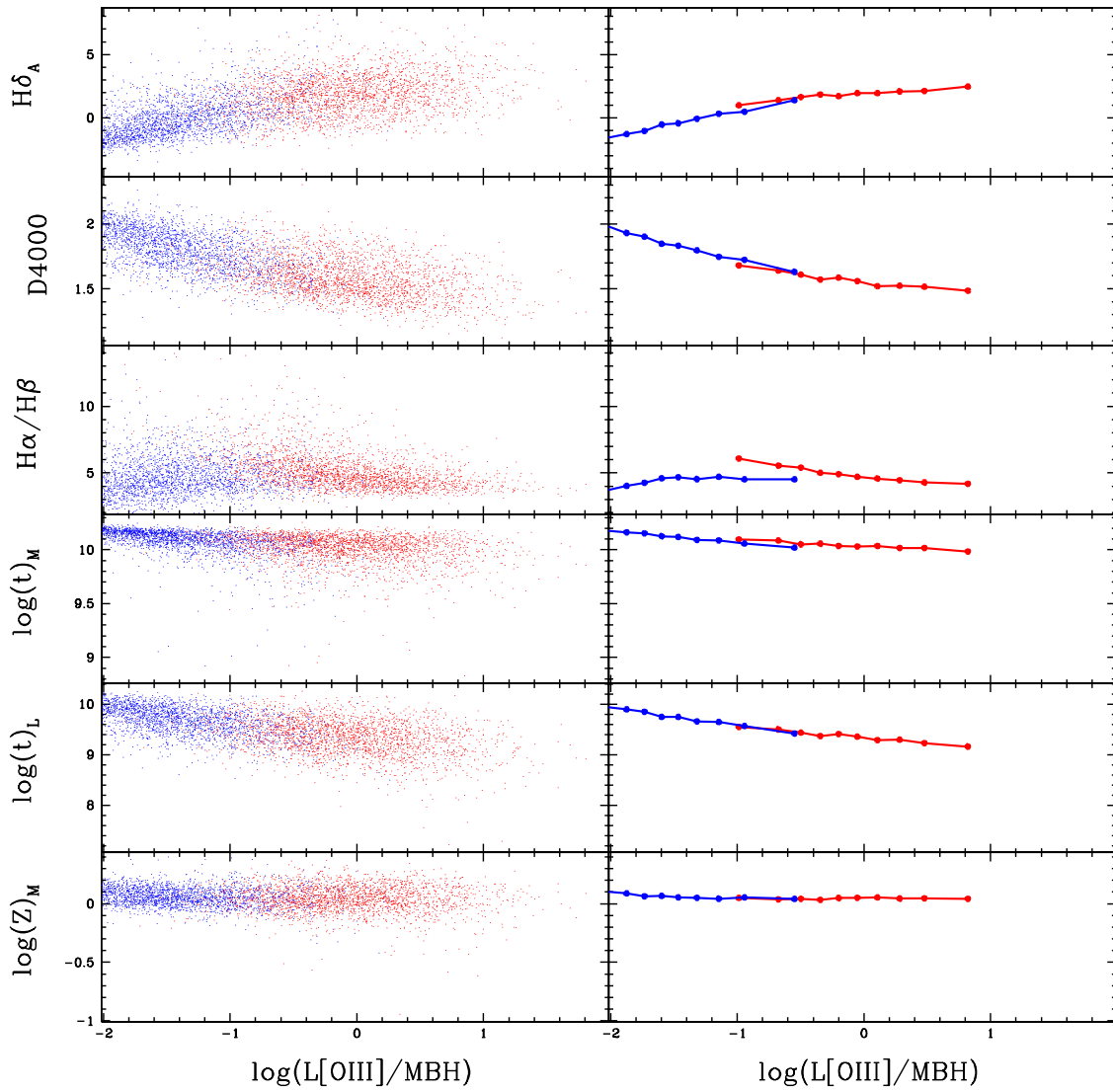


Fig. 3.20: Temos aqui desde o topo, à esquerda as distribuições de $H\delta_A[\text{\AA}]$, $D4000$, $H\alpha/H\beta$, $\log(t)_M[\text{yr}]$, $\log(t)_L[\text{yr}]$ e $\log Z_M[z_\odot]$, todos em relação a $\log(L[\text{OIII}]/M_{\text{BH}})[L_\odot/M_\odot]$. Os gráficos, à direita, mostram a mediana para cada conjunto de pontos plotados à esquerda. Vermelho para Seyferts e azul para LINERs.

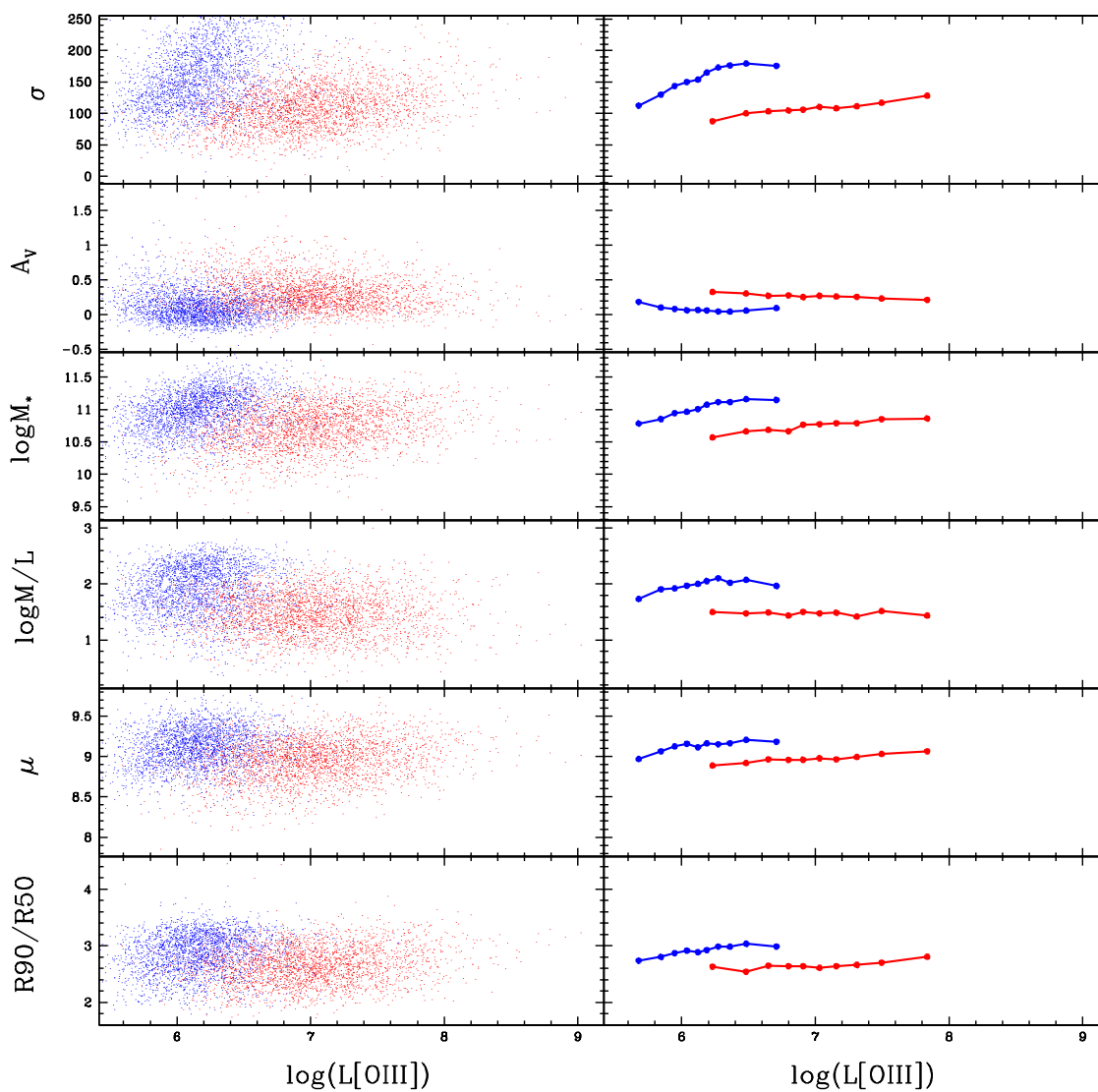


Fig. 3.21: Assim como na figura 3.19, aqui substituindo o eixo das abscissas por $\log(L_{[\text{OIII}]})[L_{\odot}]$.

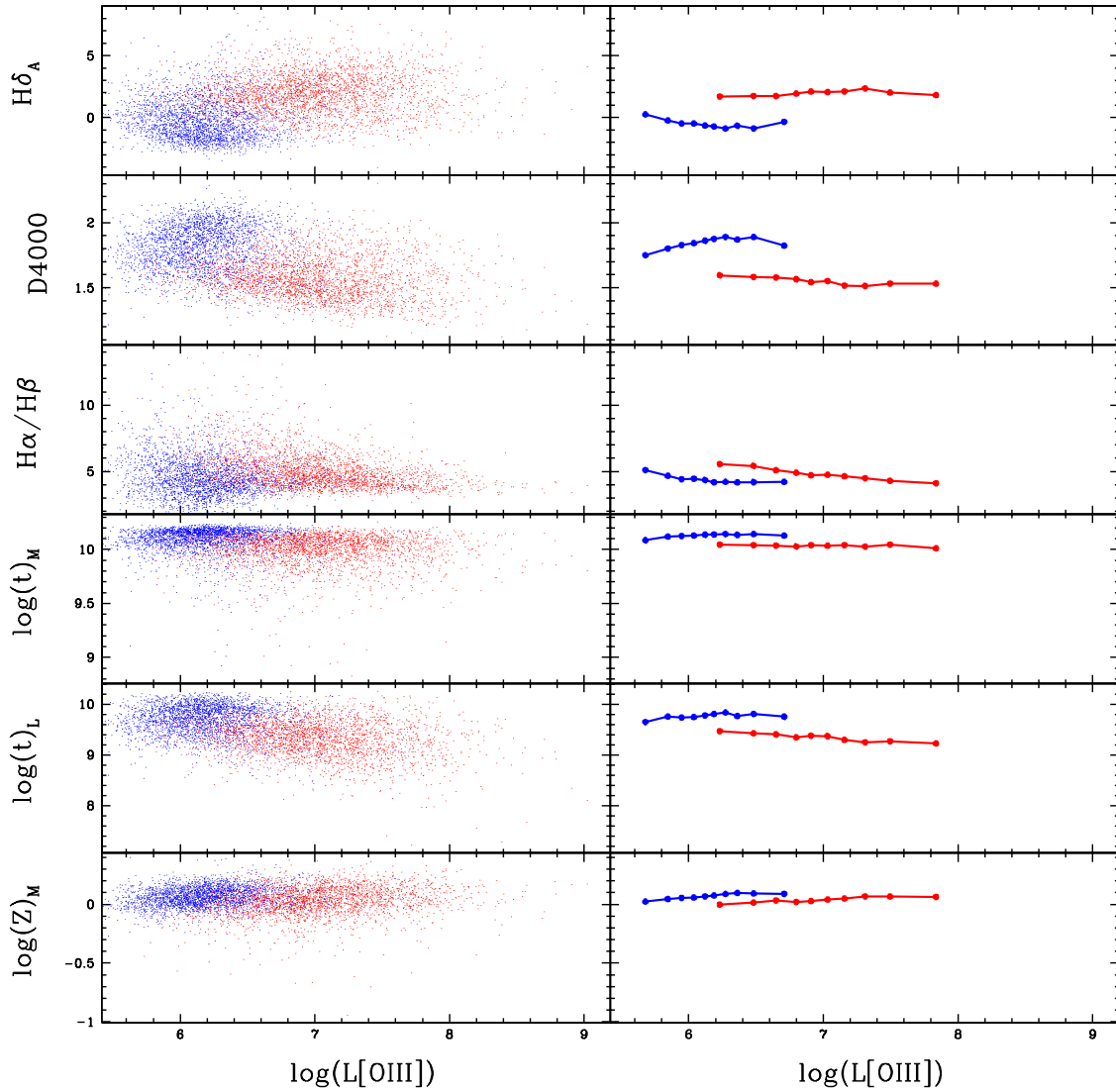


Fig. 3.22: Assim como na figura 3.20, aqui substituindo o eixo das abscissas por $\log(L_{[\text{OIII}]})[L_{\odot}]$.

Capítulo 4

Cálculo de linhas divisórias ótimas em diagramas de diagnóstico

4.1 Introdução e Objetivos

O objetivo geral deste capítulo é transferir, de maneira matematicamente ótima, linhas divisórias definidas a partir de um ou mais diagramas de diagnóstico a um outro diagrama. Especificamente, queremos:

1. Transferir a classificação feita para LINERs e Seyferts por Ke06 a partir dos diagramas $[S II]/H\alpha \times [O III]/H\beta$ e $[O I]/H\alpha \times [O III]/H\beta$ para os diagramas $[N II]/H\alpha \times [O III]/H\beta$ (BPT), $[N II]/H\alpha \times [O III]/H\alpha$ e $[N II]/H\alpha \times [O III]/[O II]$
2. Transferir as linhas SF/AGN de S06, Ke01 e Ka03 baseadas no diagrama BPT para os diagramas $[N II]/H\alpha \times [O III]/H\alpha$ e $[N II]/H\alpha \times [O III]/[O II]$

A principal motivação para estas transposições é que, como veremos em detalhe mais adiante, muitas vezes não se dispõe de medidas confiáveis em todas as linhas necessárias para uma classificação. O esquema de Ke06, por exemplo, exige detecções confiáveis de $H\alpha$, $H\beta$, $[O III]$, $[O I]$, $[N II]$ e $[S II]$ para classificar uma galáxia como Seyfert ou LINER. De todas as 150344 galáxias no SDSS na Amostra II (discutida na seção 4.2) para as quais

$H\beta$, [O III], [N II] e $H\alpha$ (ou seja, as linhas do BPT) têm $S/N > 3$, apenas 89367 (59%) possuem [O I] com $S/N > 3$, e 83883 (56%) possuem $S/N > 3$ em todas linhas usadas por Ke06. Portanto, a exigência de [O I] implica numa grande redução da amostra.

Um problema ainda maior diz respeito a detecção de $H\beta$, que é a linha mais fraca na asa direita no diagrama BPT, tal que exigir sua detecção implica na exclusão de um enorme número de AGNs, especialmente LINERs. A tabela 4.1 ilustra melhor este problema. Nesta tabela, mostramos para as amostras I e II, definidas na seção 4.2, o efeito de se exigir valores progressivos para o S/N em diferentes conjuntos de linhas de emissão. Podemos ver que se optarmos por exigir uma grande qualidade para a nossa amostra, por exemplo, exigindo $S/N > 10$, ao fazermos esta exigência as quatro linhas presentes no diagrama BPT, as amostras I e II sofrem uma redução de 75% e 82% respectivamente. A maioria dos autores opta por trabalhar num limite inferior a este exigindo $S/N > 3$ para as linhas de emissão do BPT, para o qual temos uma redução na quantidade de dados de aproximadamente 30% para amostra I. Todos estes exemplos relacionam o diagrama BPT. Se formos comparar estes resultados com o diagrama “ $BPT\alpha$ ”, no qual não temos a linha $H\beta$, vemos que em relação ao diagrama BPT para a mesma qualidade em S/N , temos um aumento significativo na quantidade de galáxias para o diagrama “ $BPT\alpha$ ”. Para $S/N > 3$, por exemplo, temos 46729 a mais para o diagrama “ $BPT\alpha$ ” na amostra II.

Transferir as linhas divisórias tradicionais à diagramas de diagnósticos alternativos e menos afetados por problemas de S/N nos permite contornar (pelo menos parcialmente) estas dificuldades. Além de aumentar a estatística (isto é, o número de objetos), este tipo de análise nos permite incluir um grande número de objetos que, apesar de possuírem linhas de emissão, seriam normalmente excluídos por um controle de qualidade padrão sobre o S/N das linhas de emissão.

4.2 Amostras

Vamos definir aqui duas amostras de dados:

Amostra I					
S/N	> 1	> 2	> 3	> 5	> 10
[N II], H α , [O III] e H β (BPT)	132658	114586	96637	68016	34341
[S II], H α , [O III] e H β	120408	104315	88317	62670	31211
[O I], H α , [O III] e H β	119102	90120	61040	27072	4775
[N II], [O III] e H α	153526	140878	122559	83643	39313
[N II], H α , [O III] e [O II]	145353	113497	107136	71284	31901
[N II], H α , [O III], H β , [S II] e [O I] (Ke06)	108989	74347	57798	26110	4679
Amostra II					
S/N	> 1	> 2	> 3	> 5	> 10
[N II], H α , [O III] e H β (BPT)	236173	189854	150344	96868	44850
[S II], H α , [O III] e H β	206593	166839	133617	87342	39596
[O I], H α , [O III] e H β	202577	140652	89367	37036	6395
[N II], [O III] e H α	282928	244113	197073	121068	53879
[N II], H α , [O III] e [O II]	266357	221397	172252	103359	42118
[N II], H α , [O III], H β , [S II] e [O I] (Ke06)	179687	128634	83883	35565	6249

Tab. 4.1: Para esta tabela usamos o critério de S/N nas linhas de emissão junto com a seleção feita para as amostra.

1. Amostra I: os limites para redshift adotados são $0.04 < z < 0.10$, e para magnitude temos os limites para banda r , $14.4 < m_r < 17.7$.
2. Amostra II: segue os mesmos critérios para m_r da amostra I, mas com uma alteração no limite superior de redshift para 0.2, o que aumenta nossa amostra consideravelmente.

Para vermos as diferenças entre as duas amostras em número, podemos olhar para a tabela 4.1, que nos mostra, para vários limites em S/N , o comportamento com relação à seleção para cada uma das amostras. Nas próximas seções, usaremos sub-amostras destas amostras, selecionando objetos com S/N de pelo menos 3 nas linhas de emissão envolvidas em cada um dos diagramas de diagnóstico considerados. Este critério de S/N é o padrão de qualidade usado em estudos de linhas de emissão em surveys como a SDSS (eg., Ka03).

Na seção seguinte veremos como transpor as divisões para classes de galáxias, feitas a partir de um diagrama diagnóstico, para outro diagrama diagnóstico.

4.3 O método matemático

A idéia básica é partir de um esquema de classificação binário, ou seja, que defina um objeto como de tipo A ou B, e buscar uma equação paramétrica $y(x)$ que divida as classes A e B da melhor maneira possível em um diagrama $y \times x$. Os parâmetros envolvidos na linha $y(x)$ podem ser tão simples como os coeficientes da reta

$$y = ax + b \quad (4.1)$$

que divide objetos A e B (p. ex., acima e abaixo da reta) no diagrama $y \times x$. Usando a classificação A/B e os dados para y e x , buscamos os coeficientes a e b que maximizam o produto

$$V = C_A C_B R_A R_B$$

onde:

- $C_A = \text{Completeza}$ da classe A, definida como a fração das classificadas como A de acordo com a classificação original que também são classificadas como A de acordo com a nova linha divisória.
- $R_A = \text{Confiabilidade}$ (“reliability”) para a classe A, definida como a fração de todas as galáxias classificadas como A de acordo com a nova linha que também são de tipo A na classificação original.
- $C_B = \text{Completeza}$ para a classe B.
- $R_B = \text{Confiabilidade}$ para a classe B.

Para aclarar os significados dessas variáveis, digamos que temos N_A galáxias de tipo A na classificação original, e que N_{Aa} destas são também classificadas como de tipo A pela nova divisão obtida através da equação (4.1), enquanto N_{Ab} galáxias são incorretamente identificadas como de tipo B. Sendo $N_{Aa} + N_{Ab} = N_A$, temos que $N_{Aa} \leq N_A$, o que reflete

o fato de que os dois esquemas de classificação não são idênticos. Com estas definições, a completeza C_A é dada por

$$C_A = \frac{N_{Aa}}{N_A} \quad (4.2)$$

Por sua vez, das $N_{Aa} + N_{Ba}$ galáxias classificadas com de tipo A segundo a equação (4.1), apenas N_{Aa} são realmente de tipo A, de modo que a confiabilidade R_A é

$$R_A = \frac{N_{Aa}}{N_{Aa} + N_{Ba}} \quad (4.3)$$

Analogamente,

$$C_B = \frac{N_{Bb}}{N_B} \quad (4.4)$$

e

$$R_B = \frac{N_{Bb}}{N_{Bb} + N_{Ab}} \quad (4.5)$$

Este método foi aplicado por Mateus et al. (2006) no estudo da bimodalidade de propriedades de galáxias (ver também Blanton et al. 2003a; Strateva et al. 2001; Hogg et al. 2002; Wild et al. 2005). Esta apresentação matemática pode parecer algo abstrato, mas as aplicações a seguir mostram que se trata de um método bastante simples e prático. Uma de suas virtudes é que ele parte de um esquema de classificação de referência, por exemplo, a divisão Seyfert/LINER proposta por Ke06. Adaptando este esquema a outros diagramas de diagnóstico, não estamos inserindo uma nova classificação, mas simplesmente transpondo uma classificação já aceita para um outro diagrama de diagnóstico, com objetivo de aumentar nossa amostra de dados, e assim melhorar a estatística.

4.4 Cálculo da separação ótima para Seyferts e LINERs no diagrama BPT

Para transpor a separação Seyfert/LINER definida a partir dos diagramas $[S\ II]/H\alpha \times [O\ III]/H\beta$ e $[O\ I]/H\alpha \times [O\ III]/H\beta$ (ver capítulo 3), vamos utilizar o mesmo critério usado em Ke06, que exige objetos da amostra I com $S/N > 3$ em todas as linhas fortes. Uma vez feita a transposição da classificação, podemos voltar à amostra II, exigindo $S/N > 3$ apenas nas linhas envolvidas em cada diagrama diagnóstico.

Nosso intuito nesta seção é mapear a classificação Seyfert/LINER proposta por Ke06 para o diagrama BPT. Propomos uma divisão do tipo linha reta, com $y = ax + b$, com $y \equiv \log([O\ III]H\beta)$ e $x \equiv \log([N\ II]H\alpha)$, tal que $y > y(x)$ para Seyferts e $y < y(x)$ para LINERs. Para obter os valores de a e b ótimos maximizamos o produto:

$$V = C_{LINER}C_{Seyfert}R_{LINER}R_{Seyfert}$$

onde:

- C_{LINER} = Completeza para a classe LINER = fração de galáxias classificadas como LINER por Ke06 que também são LINERS de acordo com a nova linha. (Analogamente para $C_{Seyfert}$).
- R_{LINER} = Confiabilidade para a classe LINER = fração de todas as galáxias classificadas como LINER de acordo com a nova classificação que são classificadas como LINER por Ke06. (Analogamente para $R_{Seyfert}$).

Variamos a e b dentro de limites razoáveis (estabelecidos por inspeção visual) e para cada combinação destes coeficientes calculamos os valores das variáveis descritas acima. A reta escolhida é a que nos fornece o maior valor para V .

Na figura 4.1, temos todos os parâmetros descritos acima plotados contra os coeficientes linear e angular da reta. O ponto vermelho marca a posição do valor ótimo (maior valor para V) para cada variável. Em cada gráfico contra a plotamos todos valores de b na malha de modelos, e vice versa. Podemos imaginar esses gráficos em três dimensões com o eixo z sendo o eixo x do gráfico ao lado e vice-versa.

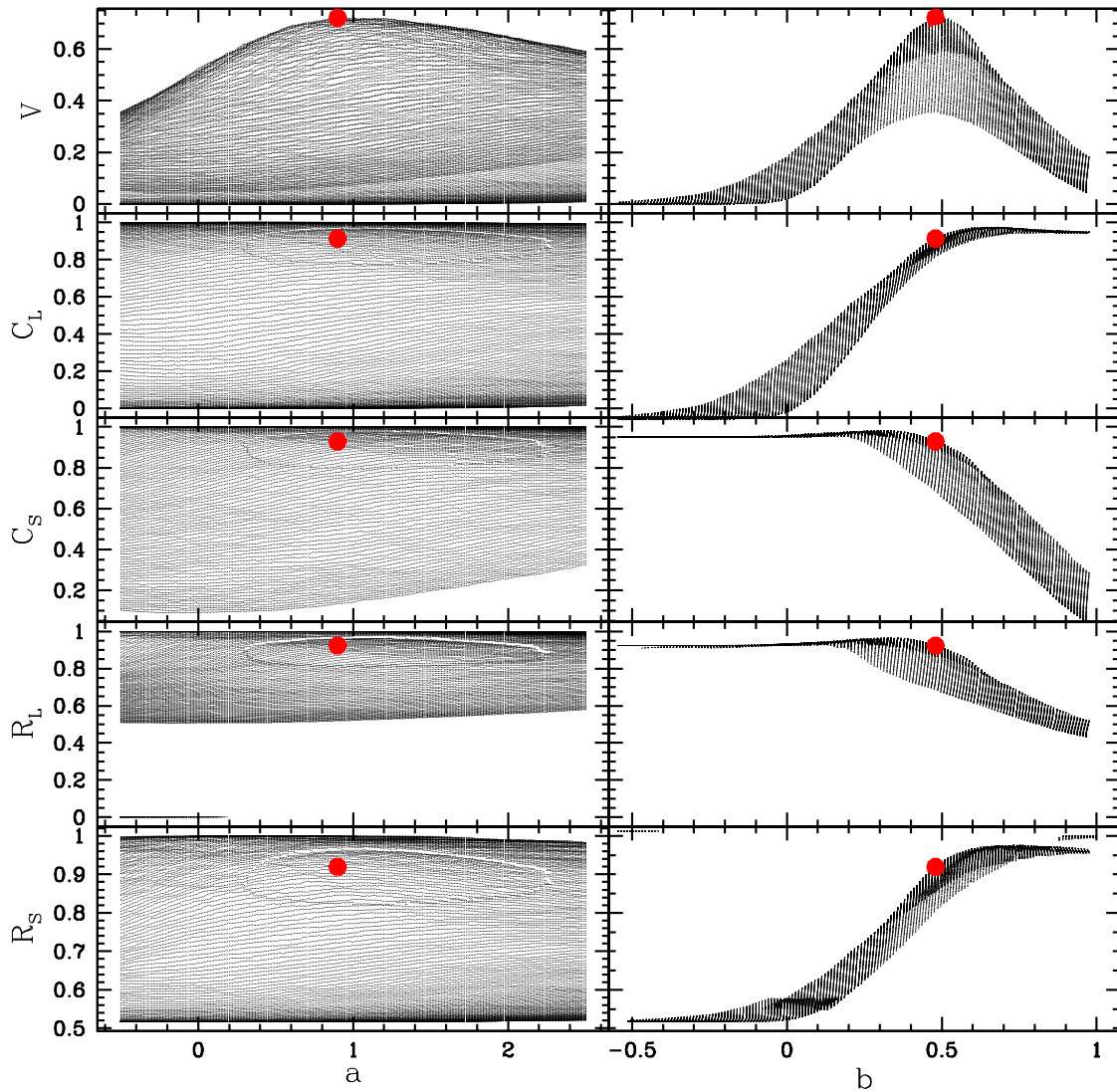


Fig. 4.1: A partir do topo temos, para o diagrama BPT: V , C_{LINER} = completeza para LINERs, $C_{Seyfert}$ = completeza para Seyferts, R_{LINER} = confiabilidade para LINERs, $R_{Seyfert}$ = confiabilidade para Seyferts, todos versus a à esquerda e b à direita. O ponto vermelho demarca a posição do valor ótimo (máximo V).

O resultado final deste exercício é que a reta,

$$\log \frac{[\text{O III}]}{\text{H}\beta} = 0.90 \log \frac{[\text{N II}]}{\text{H}\alpha} + 0.48 \quad (4.6)$$

é a que melhor separa Seyferts de LINERs, tal qual definidas por Ke06, no diagrama BPT. Podemos ver esta linha plotada na figura 4.2, onde Ke06-Seyferts são plotadas em vermelhos e Ke06-LINERs são plotadas em azul. Nota-se que a divisão obtida é visualmente bastante razoável.

Uma idéia mais quantitativa da qualidade desta separação, que é bem menos detalhada que aquela proposta por Ke06 (que exige [O I] e [S II] além das 4 linhas do BPT), é dada pelos valores de completeza e confiabilidade obtidos:

- $C_{LINER} = 0.91$. Ou seja, 91 de cada 100 galáxias classificadas como LINER segundo Ke06 também são LINERs segundo nosso novo esquema.
- $R_{LINER} = 0.92$. Ou seja, de 100 galáxias classificadas como LINER de acordo com nossa equação (4.6) 92 são também classificadas como LINER por Ke06.
- $C_{Seyfert} = 0.93$. Ou seja, 93 de cada 100 galáxias classificadas como Seyfert segundo Ke06 também são Seyferts segundo nosso novo esquema.
- $R_{Seyfert} = 0.92$. Ou seja, de 100 galáxias classificadas como Seyfert de acordo com nossa equação (4.6) 92 são também classificadas como Seyfert por Ke06.

Estes números mostram que a classificação proposta por Ke06 pode ser transportada para o diagrama BPT de maneira muito eficiente. Este é um resultado importante, pois, como mostrado, na tabela 4.1, o número de galáxias com detecções convincentes ($S/N > 3$) das 4 linhas do BPT é quase 2 vezes maior do que as que têm, além dessas, também linhas [O I] e [S II] com $S/N > 3$. Em outras palavras, esta transposição aumenta em $\sim 50\%$ a estatística.

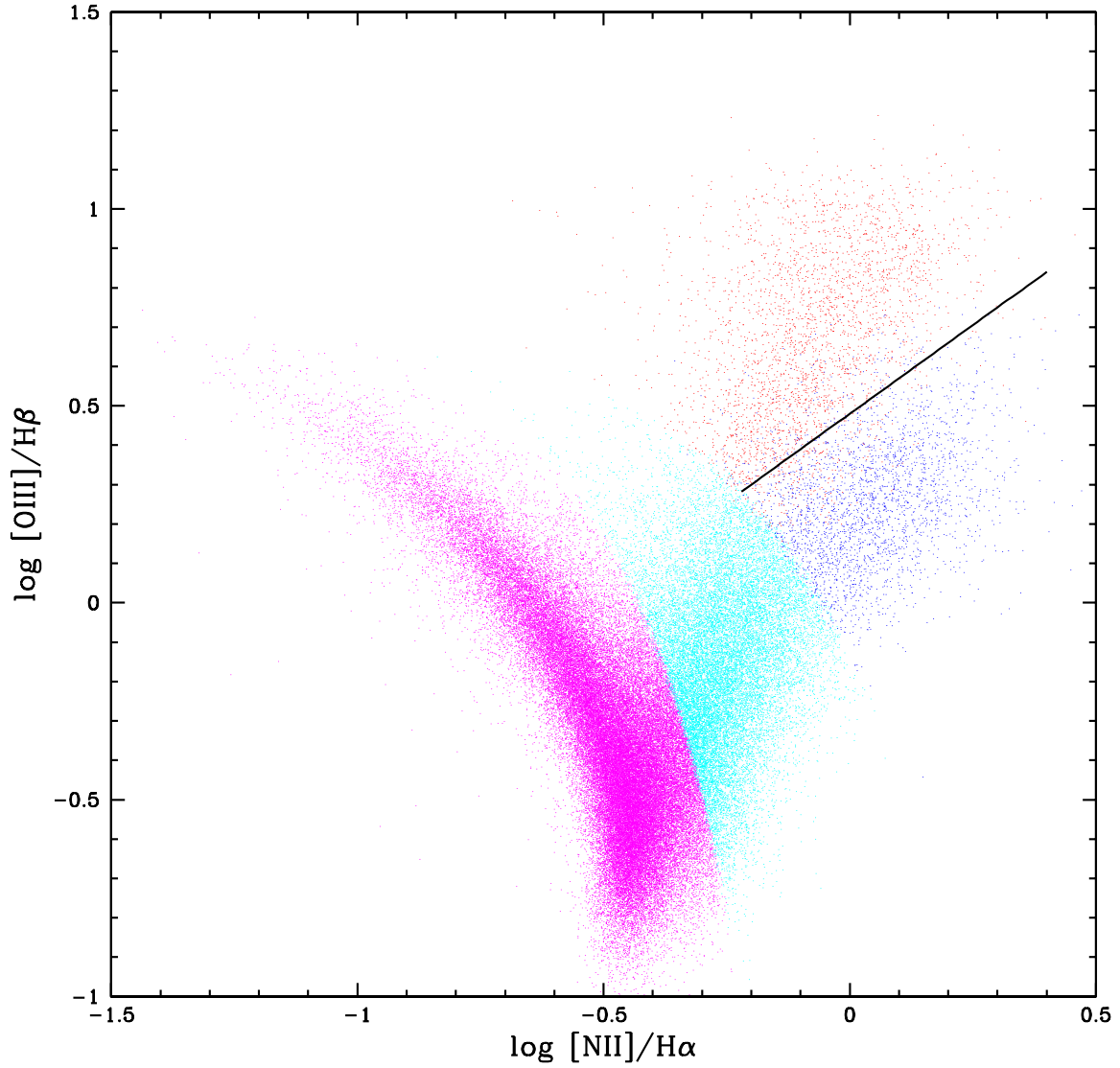


Fig. 4.2: Diagrama BPT, para a amostra I, mostrando a nova linha de divisão LINER/Seyfert em preto. Temos também as classes já definidas anteriormente para este diagrama. SF em magenta, Compostas em azul claro, e de acordo com Ke06, azul LINERs e vermelho Seyferts, estas classes definidas a partir dos diagramas $[S II]/H\alpha \times [O III]/H\beta$ e $[O I]/H\alpha \times [O III]/H\beta$.

Divisão	V	C_{LINER}	$C_{Seyfert}$	R_{LINER}	$R_{Seyfert}$	a	b
LINER/Seyfert (BPT)	0.7205	0.9128	0.9295	0.9236	0.9195	0.90	0.48
LINER/Seyfert ($[O III]/H\alpha$)	0.547	0.8852	0.8357	0.8342	0.8864	1.16	-0.15
LINER/Seyfert ($[O III]/[O II]$)	0.8834	0.9659	0.9729	0.9708	0.9684	0.55	-0.11

Tab. 4.2: Tabela de valores correspondentes a classificação feita para os diagramas, BPT, $[O III]/H\alpha \times [N II]/H\alpha$ e $[O III]/[O II] \times [N II]/H\alpha$. O índice *LINER* corresponde a classe abaixo da linha de divisão e o índice *Seyfert* a classe acima.

4.5 Cálculo da separação ótima para Seyferts e LINERs em outros diagramas

Repetimos a análise acima para os diagramas $[N II]/H\alpha \times [O III]/H\alpha$ e $[N II]/H\alpha \times [O III]/[O II]$. Como na seção anterior, a separação Seyfert/LINER nestes diagramas será calibrada com a amostra I, por ser esta compatível com aquela utilizada por Ke06. Também nesses diagramas, uma linha reta parece ser suficiente para separar Seyferts e LINERs. Os resultados são listados na tabela 4.2 e ilustrados nas figuras 4.3, 4.4 e 4.5.

Vale ressaltar aqui que as linhas presentes nestes diagramas diagnóstico *não* são corrigidas por avermelhamento. Isto exigiria a presença da linha de emissão $H\beta$, pois a correção por avermelhamento é feita a partir da razão $H\alpha/H\beta$. A justificativa para utilizarmos estes diagramas é justamente o fato de que neles não é usada a linha de emissão $H\beta$, pois isso implicaria numa diminuição significativa da amostra. Por isso não corrigimos as linhas de emissão presentes nestes diagramas por avermelhamento. Isto pode ser visto como um problema, mas que é minimizado em vista da grande melhora na quantidade de dados para estes outros dois diagramas. De acordo com a tabela 4.2, o diagrama que melhor reclassifica as galáxias dentro das classes LINER e Seyfert é o $[O III]/[O II] \times [N II]/H\alpha$, podemos ver de acordo com os números da tabela para as completezas, que para cada 100 LINERs 96 são reclassificadas corretamente e para cada 100 Seyferts 97 são reclassificadas corretamente. Para o diagrama BPT e $[O III]/H\alpha$ estes números caem para 91, 92 e 88, 83 respectivamente. Os números para a confiabilidade também são melhores para o diagrama $[O III]/[O II]$.

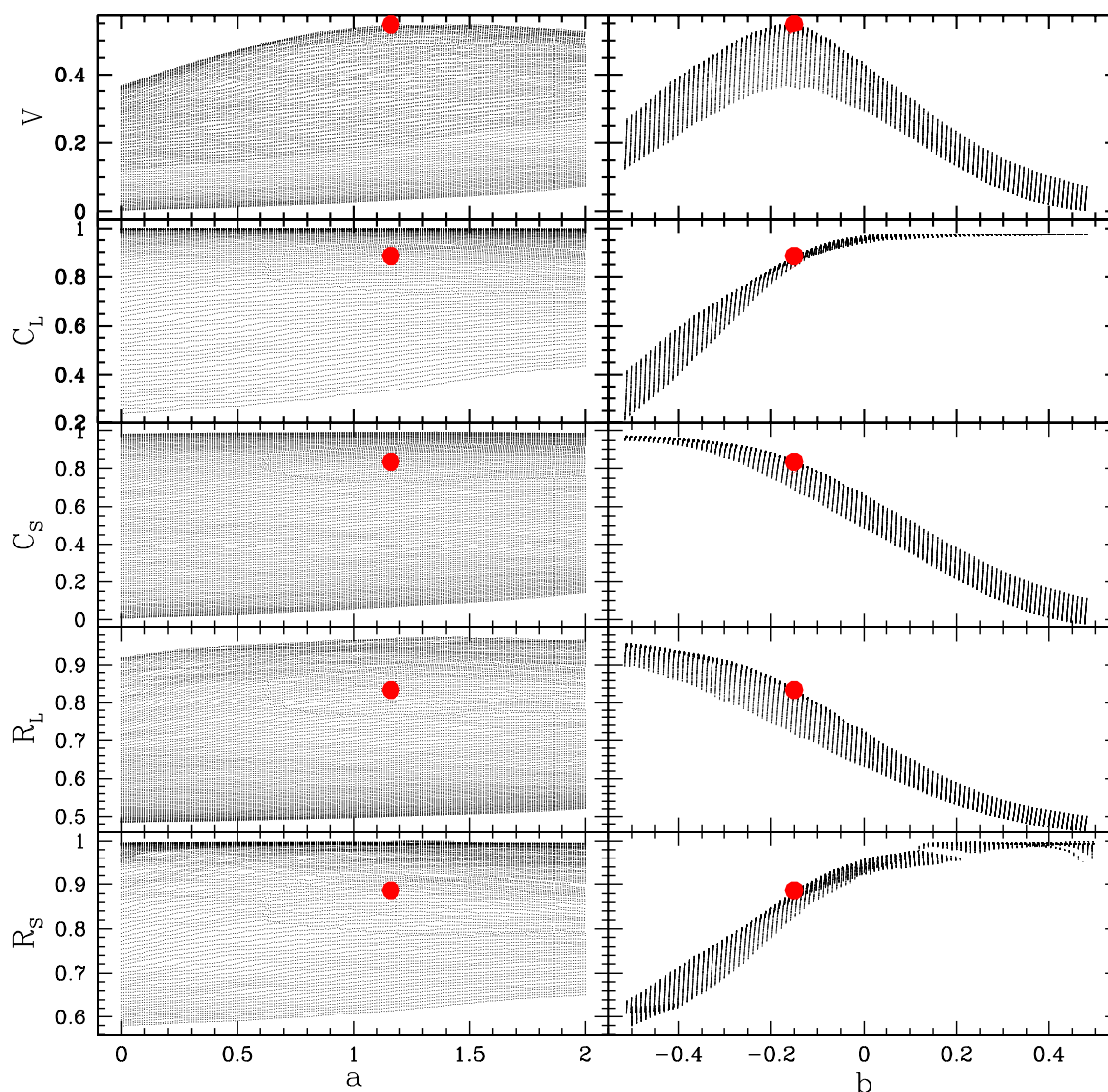


Fig. 4.3: Figura mostrando os mesmos gráficos da figura 4.1, para o diagrama $[\text{N II}]/\text{H}\alpha \times [\text{O III}]/[\text{O II}]$.

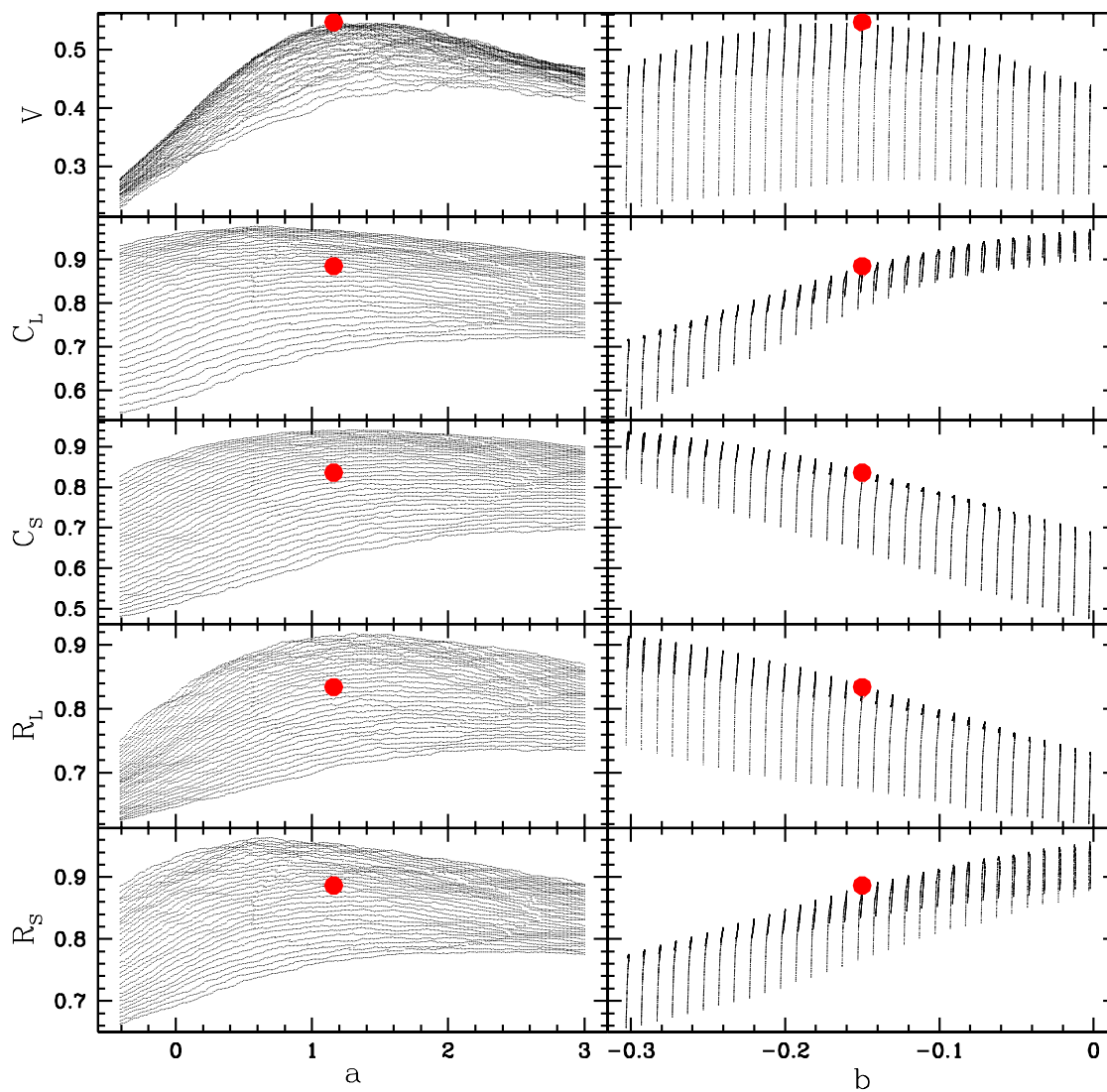


Fig. 4.4: Figura mostrando os mesmos gráficos da figura 4.1, para o diagrama $[\text{N II}]/\text{H}\alpha \times [\text{O III}]/\text{H}\alpha$.

Divisão	V	C_{SF}	C_{AGN}	R_{SF}	R_{AGN}	a	b	c
SF/AGN (Ke01)	0.7937	0.9401	0.9475	0.9451	0.9428	0.88	0.78	-0.43
SF/AGN (Ka03)	0.8854	0.9876	0.9476	0.9818	0.9637	1.07	0.82	-0.07
SF/AGN (S06)	0.9179	0.9828	0.9784	0.9647	0.9895	0.54	0.32	0.21

Tab. 4.3: Tabela de valores correspondentes a classificação feita para o diagrama $[\text{O III}]/\text{H}\alpha \times [\text{N II}]/\text{H}\alpha$.

4.6 Cálculo da separação ótima para SF/AGN

Nesta etapa usamos os critérios definidos pela amostra II, para transpor as diferentes classificações SF/AGN.

Enquanto a separação entre Seyferts e LINERs pode ser descrita por uma linha reta nos diagramas aqui estudados, a separação entre SF e AGN requer uma outra parametrização. As linhas divisórias SF/AGN no diagrama BPT propostas por Ke01 e Ka03 têm a forma

$$y = a + \frac{b}{x + c} \quad (4.7)$$

com $y = \log[\text{O III}]/\text{H}\beta$ e $x = \log[\text{N II}]/\text{H}\alpha$. Para Ke01 $(a, b, c)_{Ke01} = (1.19, 0.61, -0.47)$, enquanto Ka03 propõe $(a, b, c)_{Ka03} = (1.3, 0.61, -0.05)$. A divisão proposta por S06 segue uma parametrização matematicamente diferente, mas que pode ser reformulada na forma acima com $(a, b, c)_{S06} = (0.96, 0.29, 0.20)$.

Esta mesma parametrização parece adequada para separar SF de AGN nos diagramas $[\text{N II}]/\text{H}\alpha \times [\text{O III}]/\text{H}\alpha$ e $[\text{N II}]/\text{H}\alpha \times [\text{O III}]/[\text{O II}]$. Neste caso, portanto, temos 3 parâmetros para otimizar. Os passos são os mesmos seguidos para Seyfert e LINER, só que ajustamos uma curva ao invés de uma reta.

Nas tabelas 4.3 e 4.4 mostramos os valores de V , Completeza e Confiabilidade, assim como os valores para a , b e c para SF/AGN_{Ka} e para SF/AGN_{Ke} nos diagramas $[\text{O III}]/\text{H}\alpha \times [\text{N II}]/\text{H}\alpha$ e $[\text{O III}]/[\text{O II}] \times [\text{N II}]/\text{H}\alpha$.

Divisão	V	C_{SF}	C_{AGN}	R_{SF}	R_{AGN}	a	b	c
SF/AGN (Ke01)	0.7039	0.9498	0.8808	0.8904	0.9450	1.22	0.43	-0.16
SF/AGN (Ka03)	0.7418	0.9771	0.8631	0.9618	0.9145	1.67	0.77	-0.03
SF/AGN (S06)	0.7847	0.9621	0.9187	0.9272	0.9575	0.92	0.23	0.25

Tab. 4.4: Tabela de valores correspondentes a classificação feita para o diagrama $[O III]/[O II] \times [N II]/H\alpha$.

Na figura 4.5, mostramos as retas e curvas ajustadas a partir deste método para os diagrama $[N II]/H\alpha \times [O III]/H\alpha$ e $[N II]/H\alpha \times [O III]/[O II]$. As cores diferentes marcam as classes espectrais classificadas de acordo com Ke06(Seyfert/LINER) vermelho e azul, Ka03(CMP) azul claro, Ka03(SF) magenta.

Para a divisão SF/AGN, o diagrama que melhor reclassifica as galáxias é o $[O III]/H\alpha$. Para este, de acordo com a classificação feita por Ke01, Ka03 e S06 de cada 100 galáxias, 79, 88 e 92 são reclassificadas de maneira correta respectivamente. Já para o diagrama $[O III]/[O II]$, temos, seguindo a mesma ordem, 70, 74 e 78 respectivamente, que pode ser consideradas ainda uma boa reclassificação.

4.7 Resumo prático dos resultados

Para finalizar, esta seção resume os resultados acima na forma de equações para as linhas divisórias entre Seyferts e LINERS, e SF e AGN nos diagramas estudados.

Para classificar uma galáxia como Seyfert ou LINER (adotando o esquema de Ke06) no diagrama BPT, basta determinar sua localização com respeito à linha

$$\log \frac{[O III]}{H\beta} = 0.90 \log \frac{[N II]}{H\alpha} + 0.48 \quad (4.8)$$

Objetos acima desta linha são de tipo Seyfert, enquanto os abaixo dela são de tipo LINER.

Analogamente, as equações

$$\log \frac{[O III]}{H\alpha} = 1.16 \log \frac{[N II]}{H\alpha} - 0.15 \quad (4.9)$$

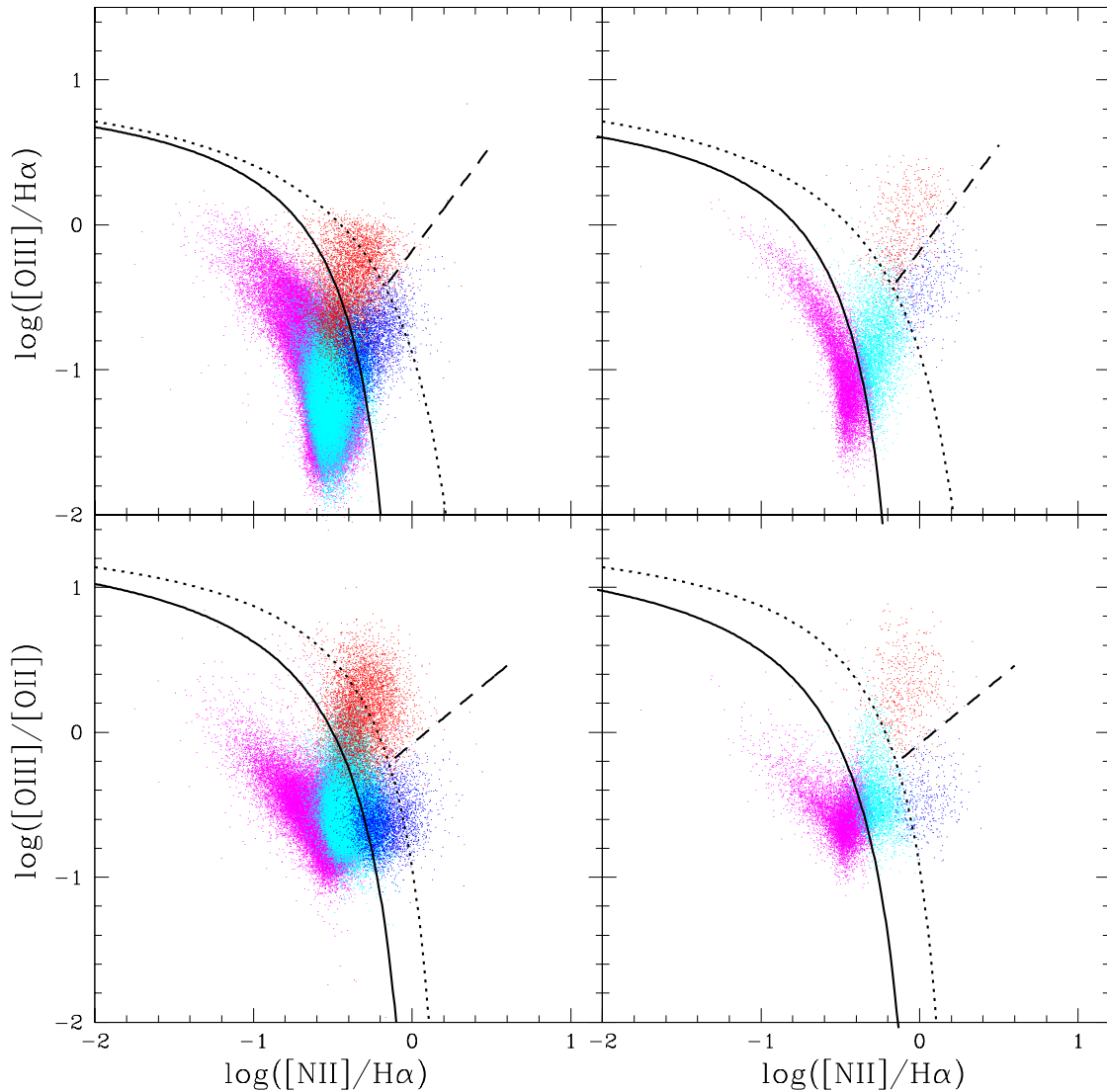


Fig. 4.5: Acima temos o diagrama $[\text{N II}]/\text{H}\alpha \times [\text{O III}]/\text{H}\alpha$, na esquerda temos o diagrama plotado para todos os pontos e à direita, para podermos perceber melhor a existência de superposição das classes plotamos o mesmo diagrama com 10% dos pontos. Abaixo temos $[\text{N II}]/\text{H}\alpha \times [\text{O III}]/[\text{O II}]$, com o mesmo esquema dos diagramas acima. Para os dois diagramas de acordo com a classificação feita a partir do BPT temos: azul ciano = SF, magenta = CMP, e da classificação feita por Ke06 a partir dos diagramas $[\text{S II}]/\text{H}\alpha \times [\text{O III}]/\text{H}\beta$ e $[\text{O I}]/\text{H}\alpha \times [\text{O III}]/\text{H}\beta$ temos: vermelho = Seyferts e azul = LINERs. A linha contínua marca a nova divisão SF/AGN segundo Ka03 a pontilhada segundo Ke01. A linha tracejada marca a nova divisão LINER/Seyfert redefinida de acordo com Ke06.

e

$$\log \frac{[\text{O III}]}{[\text{O II}]} = 0.55 \log \frac{[\text{N II}]}{\text{H}\alpha} - 0.11 \quad (4.10)$$

transpõe a divisão Seyfert/LINER de Ke06 da melhor maneira possível aos diagramas $[\text{N II}]/\text{H}\alpha \times [\text{O III}]/\text{H}\alpha$ e $[\text{N II}]/\text{H}\alpha \times [\text{O III}]/[\text{O II}]$ respectivamente.

As separação entre SF/AGN de Ke01, Ka03 e S06 se transpõe de maneira ótima ao diagrama $[\text{O III}]/\text{H}\alpha \times [\text{N II}]/\text{H}\alpha$ pelas equações

$$\log \frac{[\text{O III}]}{\text{H}\alpha} = 0.88 + \frac{0.78}{\log \frac{[\text{N II}]}{\text{H}\alpha} - 0.43} \quad (\text{Ke01}) \quad (4.11)$$

$$\log \frac{[\text{O III}]}{\text{H}\alpha} = 1.07 + \frac{0.82}{\log \frac{[\text{N II}]}{\text{H}\alpha} - 0.07} \quad (\text{Ka03}) \quad (4.12)$$

$$\log \frac{[\text{O III}]}{\text{H}\alpha} = 0.54 + \frac{0.32}{\log \frac{[\text{N II}]}{\text{H}\alpha} - 0.21} \quad (\text{S06}) \quad (4.13)$$

Para o diagrama $[\text{O III}]/[\text{O II}] \times [\text{N II}]/\text{H}\alpha$, as melhores transposições são representadas pelas equações:

$$\log \frac{[\text{O III}]}{[\text{O II}]} = 1.22 + \frac{0.43}{\log \frac{[\text{N II}]}{\text{H}\alpha} - 0.16} \quad (\text{Ke01}) \quad (4.14)$$

$$\log \frac{[\text{O III}]}{[\text{O II}]} = 1.67 + \frac{0.77}{\log \frac{[\text{N II}]}{\text{H}\alpha} - 0.03} \quad (\text{Ka03}) \quad (4.15)$$

$$\log \frac{[\text{O III}]}{[\text{O II}]} = 0.92 + \frac{0.23}{\log \frac{[\text{N II}]}{\text{H}\alpha} + 0.25} \quad (\text{S06}) \quad (4.16)$$

Capítulo 5

Galáxias de linhas fracas

5.1 Introdução e objetivos

O diagrama BPT é hoje o esquema mais difundido para o uso em classificação espectral de galáxias a partir das intensidades de linhas de emissão. Neste caso, as intensidades das linhas [N II], H α , [O III] e H β devem ser todas detectadas com S/N mínimo.

Artigos publicados a partir de dados do SDSS usualmente adotam um valor uniforme para o limite inferior de $S/N = 3$ (Ke01; Ka03; Ke06; S06; S08). Dentre estas quatro linhas de emissão, H β e [O III] são as mais afetadas por este corte em S/N . Podemos ver isso na tabela 4.1, na qual apresentamos, para variados limites em S/N exigidos para linhas de emissão presentes em diferentes diagramas diagnóstico utilizados, o número de galáxias resultantes desta exigência. Vemos que a amostra aumenta quando deixamos de exigir S/N em H β ou [O III] (para maiores explicações sobre a tabela, veja seção 4.1). O mais interessante, é que a maioria destas galáxias são excluídas da asa direita ou AGN do diagrama BPT, como veremos mais adiante.

Para podermos visualizar melhor o efeito do S/N sobre diferentes linhas de emissão temos a figura 5.1, que nos mostra o quão dramática é a diferença no tamanho da amostra quando passamos a exigir $S/N \geq 3$ em H β e [O III]. Nesta figura vemos como o tamanho da nossa amostra varia de acordo com diferentes exigências em relação ao S/N para diferentes linhas de emissão. Cada cor corresponde a limitação do S/N para um determinado λ :

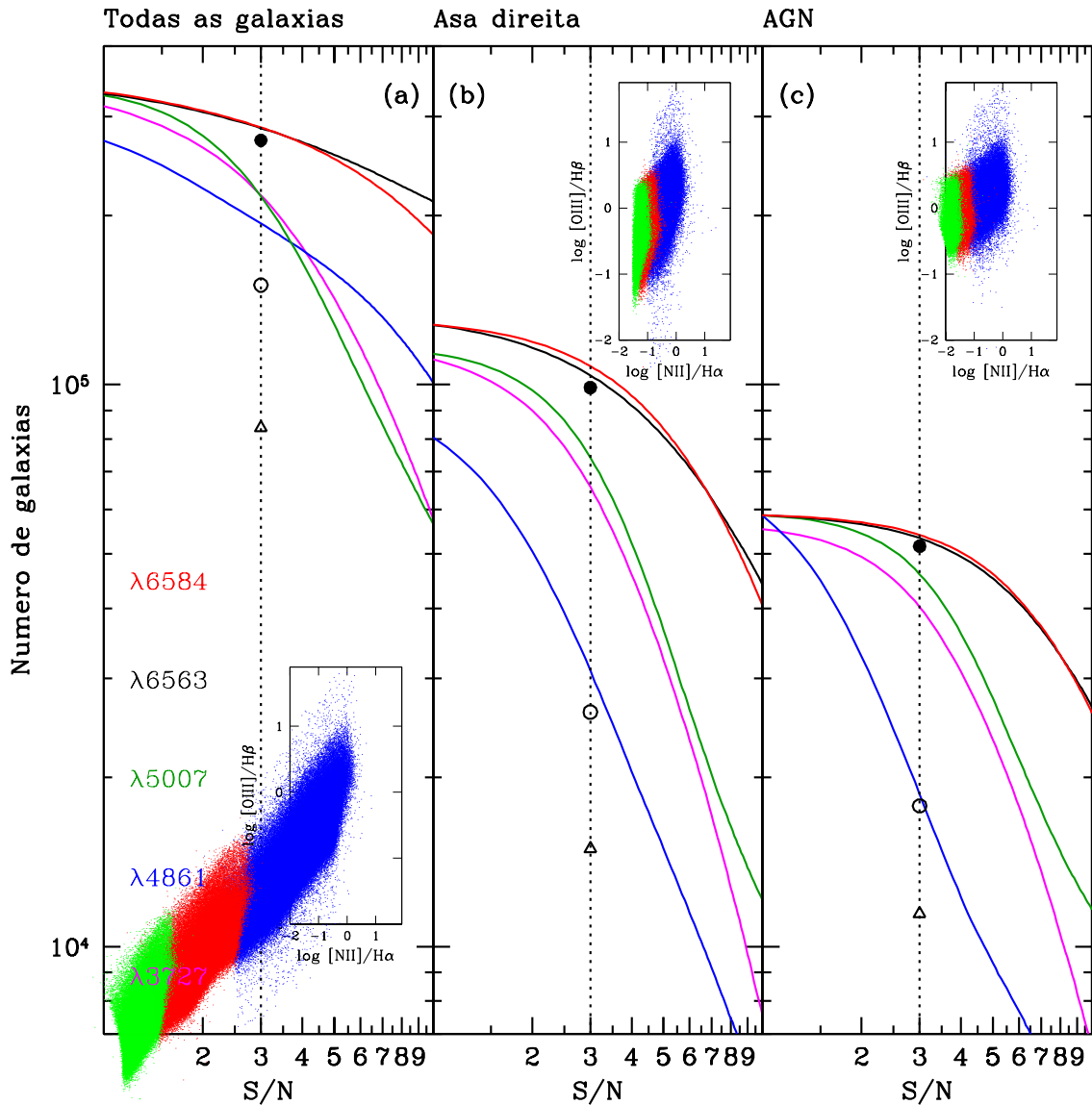


Fig. 5.1: Distribuição cumulativa do número de galáxias (amostra II) com exigência de S/N menor do que o valor na abscissa, e para as linhas $[\text{N II}]\lambda 6584$, $\text{H}\alpha$, $[\text{O III}]\lambda 5007$, $\text{H}\beta$, $[\text{O II}]\lambda 3727$. (a) Todas as galáxias. (b) Apenas as galáxias com $\log[\text{N II}]/\text{H}\alpha > -0.2$. (c) Apenas as galáxias acima da linha de Ke01. Dentro de cada painel mostramos o diagrama BPT correspondente. Em todos os diagramas temos marcados o número de galáxias com: $S/N \geq 3$ nas linhas $[\text{N II}]$ e $\text{H}\alpha$ (círculo cheio e pontos em azul no diagrama BPT), $S/N \geq 3$ nas quatro linhas presentes no diagrama BPT (círculo vazio e pontos em vermelho) e $S/N \geq 3$ nas linhas do BPT mais $[\text{O I}]$ e $[\text{S II}]$ (triângulo e pontos em verde). Note o grande decréscimo no número de galáxias quando exigimos S/N em outras linhas além de $[\text{N II}]$ e $\text{H}\alpha$. Por exemplo, no painel b, 271964 galáxias têm $[\text{N II}]$ e $\text{H}\alpha$ com $S/N > 3$, mas apenas 150341 tem $S/N > 3$ se acrescentarmos $[\text{O III}]$ e $\text{H}\beta$, e exigindo também $S/N > 3$ em $[\text{S II}]$ e $[\text{O I}]$ o número cai para 83882.

vermelho para [N II], preto para $H\alpha$, verde para [O III], azul para $H\beta$ e rosa para [O II].

Comparando a figura 5.1 (a), que contém todas galáxias, com a figuras (b) e (c), que selecionam objetos na asa direita do diagrama BPT, podemos observar uma maior dramaticidade no efeito da exigência de S/N para $H\beta$, principalmente para a asa direita e a parte AGN do diagrama BPT. Vale ressaltar aqui que, o efeito de se exigir S/N acima de 3 em 6 linhas de emissão, como é feito em Ke6 para se classificar Seyferts e LINERs, é a brutal diminuição no tamanho da amostra. Já mostramos no capítulo anterior que podemos fazer isso de maneira tão boa quanto em Ke06 com o uso de restrição no S/N apenas em 4 linhas de emissão, a partir do diagrama BPT. Vamos mostrar mais adiante, ainda neste capítulo, que podemos fazer isto utilizando apenas 3 linhas de emissão sem alterar a qualidade dos resultados.

Neste capítulo estudaremos galáxias de linhas fracas (GLFs). Nosso objetivo central é determinar como elas se encaixam nas classes tradicionais de galáxias com linhas de emissão, ie, se são SF, Seyferts, LINERs ou Compostas. Na prática, isto equivale a determinar a localização de GLFs em diagramas de diagnóstico, contornando, de alguma maneira, a incerteza inerente à fraqueza de suas linhas. Uma maneira para contornar este problema é a utilização de outros diagramas diagnóstico, como $[O III]/H\alpha \times [N II]/H\alpha$, $[O III]/[O II] \times [N II]/H\alpha$ e $[O II]/H\alpha \times [N II]/H\alpha$, apresentados no capítulo 4.

Na seção 5.2 vamos apresentar algumas definições usadas para se fazer este estudo sobre a distribuição das GLFs. Na seção 5.3 veremos no diagrama BPT onde estão localizadas estas GLFs e, na seção 5.4 faremos o mesmo para outros diagramas diagnóstico.

5.2 Definindo amostras

Nossas amostras para este capítulo foram selecionadas a partir da amostra II definida no capítulo 4. Todos os tipos de GLFs definidas a seguir possuem $S/N \geq 3$ nas linhas [N II] e $H\alpha$, critério que consideramos como o mínimo para garantir que estamos falando apenas de galáxias de linhas de emissão. Vamos definir três classes de “GLFs”:

- **Tipo A:** $H\beta$ fraco e [O III] forte (ie., $S/N_{H\beta} < 3$ e $S/N_{[O III]} \geq 3$);

- **Tipo B:** [O III] fraco e H β forte (ie., $S/N_{\text{H}\beta} \geq 3$ e $S/N_{[\text{O III}]} < 3$);
- **Tipo C:** Fracos H β e [O III] ($S/N_{\text{H}\beta} < 3$ e $S/N_{[\text{O III}]} < 3$).

As GLFs incluem também galáxias onde H β e ou [O III] não são detectados. O número de galáxias presentes em cada uma das classes é: $N_A = 46729$, $N_B = 38246$ e $N_C = 36655$.

5.3 Galáxias com linhas fracas no diagrama BPT

Baseado na proximidade em comprimento de onda entre H β e [O III], podemos supor que o ruído em ambas linhas é similar. Poderíamos portanto esperar, no diagrama BPT, que a classe A se posicionasse em valores de $[\text{O III}]/\text{H}\beta > 1$, a classe B próxima a valores de $[\text{O III}]/\text{H}\beta < 1$ e a classe C próxima a valores de $[\text{O III}]/\text{H}\beta = 1$.

Para localizarmos as GLFs definidas pelas classes A, B e C definidas na seção 5.2, plotamos na figura 5.2 estas galáxias no diagrama BPT, sem nos preocupar com a baixa qualidade das medidas para H β e/ou [O III]. Pontos em vermelho, azul e verde correspondem aos tipos A, B e C, respectivamente, enquanto os pontos de fundo (em amarelo) correspondem às galáxias com linhas fortes (que possuem as quatro linhas do BPT com $S/N > 3$). As curvas marcam a divisão SF/AGN para S06, Ka03, Ke01, e a reta marca a divisão Seyfert/LINER de Ke06 que transportamos ao diagrama BPT (ver capítulo 4; equação 4.6). Naturalmente, o valor de $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ nesta figura deve ser tomado como muito incerto. O que torna este diagrama útil é a fabulosa estatística do SDSS, que nos permite compensar a baixa qualidade dos dados. Para melhor delinear as regiões populadas pelas GLFs de tipo A, B e C, usamos curvas de nível com as mesmas cores usadas para os pontos individuais.

A figura 5.2 nos mostra que a classe A (onde temos galáxias com H β fraco), tem a maioria de seus componentes presentes em $[\text{O III}]/\text{H}\beta > 1$, como previsto. Praticamente todas GLFs de tipo A estão na asa AGN da gaivota, mais precisamente na região das galáxias LINERs. Como esperávamos, a classe C das GLFs está posicionada em torno da região onde $[\text{O III}]/\text{H}\beta \sim 1$ e estão praticamente divididas meio a meio entre as regiões

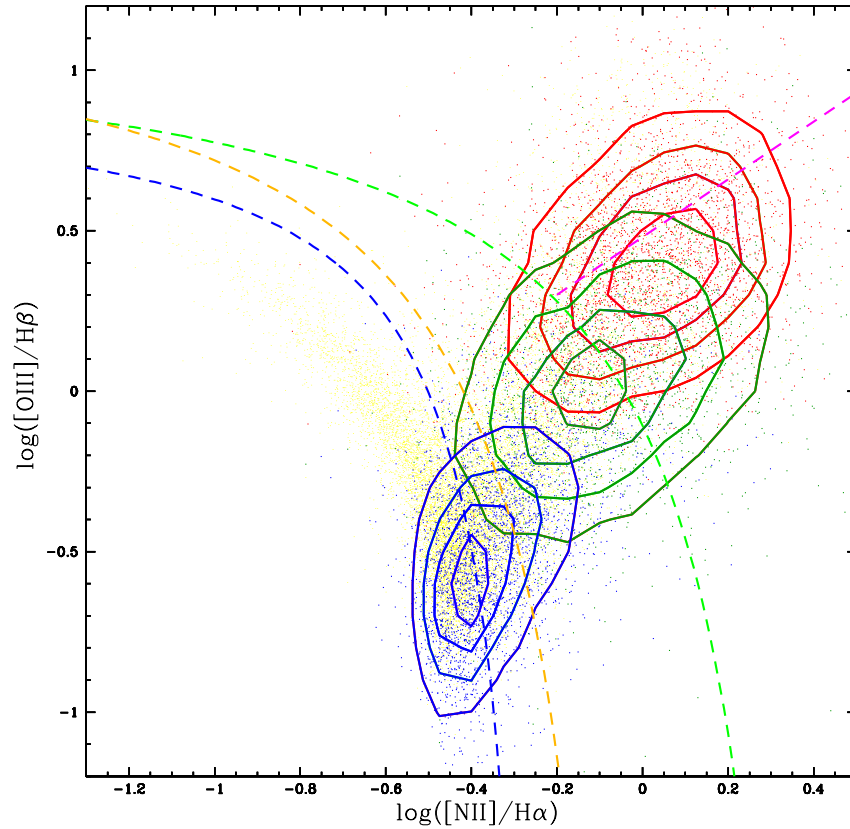


Fig. 5.2: GLFs no diagrama BPT. Vermelho para tipo A, azul tipo B e verde tipo C. Curvas de nível delimitam, para cada uma das classes, as regiões com 80, 60, 40 e 20% das galáxias. Os pontos em amarelo, ao fundo, correspondem a galáxias com $S/N > 3$ em todas as 4 linhas do BPT. As linhas em azul, laranja e verde marcam a fronteira SF/AGN para Ka03, S06 e Ke01 respectivamente. A linha rosa marca a fronteira LINER/Seyfert que foi definida por nós a partir da linha de Ke06. Para que o diagrama não ficasse tão poluído visualmente e pudéssemos enxergar bem todos os contornos definidos aqui, optamos por plotar apenas 1 a cada 10 pontos, escolhidos aleatoriamente.

de AGN's puros e a região também conhecida como de galáxias compostas, ou seja, parte SF e parte AGN, regiões estas pertencentes à asa direita do diagrama BPT. Podemos ver então que a grande maioria das GLFs (classe A e C) estão localizadas na asa direita do diagrama BPT, a região mais obscura deste diagrama.

Para a classe B, nossas expectativas também são confirmadas, com as galáxias em $[\text{O III}]/\text{H}\beta < 1$. Esta é a única classe que cruza a linha divisória SF/AGN. GLFs de tipo B se localizam na região de onde emergem as duas asas da gaivota, onde as galáxias SF mais massivas e ricas em metais estão localizadas (Asari et al. 2007; S08).

5.4 Galáxias com linhas fracas em outros diagramas de diagnóstico

Apesar do risco de se permitir baixo S/N para $[\text{O III}]$ e/ou $\text{H}\beta$, a enorme quantidade de dados disponibilizada pelo SDSS melhora nossa estatística a ponto de compensar as incertezas nas medidas de linhas, permitindo uma primeira avaliação da natureza das GLFs diretamente a partir do diagrama BPT, como fizemos acima. Mesmo assim, é importante confirmar este resultado. Vamos então partir para o uso dos outros diagramas diagnóstico citados anteriormente.

5.4.1 Substituindo $\text{H}\beta$ por $\text{H}\alpha$: O diagrama "BPT α "

A maneira mais simples de se resolver o problema da linha $\text{H}\beta$ é substituí-la por uma linha mais forte e dentro do próprio diagrama BPT temos a solução mais óbvia: substituir $\text{H}\beta$ por $\text{H}\alpha$.

Na figura 5.3 temos o "BPT α ", onde substituímos $\text{H}\beta$ por $\text{H}\alpha$. O mesmo esquema definido para a figura 5.2 para classes A, B e C é mantido aqui. O diagrama "BPT α " confirma as previsões feitas com o diagrama BPT para o posicionamento das GLFs. Vemos que as galáxias do tipo A e C localizam-se, em sua maioria, na região LINER dos AGNs. As linhas de divisão SF/AGN azul (eq. 4.12), laranja (eq. 4.13) e verde (eq. 4.11) foram transferidas por nós do diagrama BPT para o "BPT α " de acordo com o método descrito no capítulo 4 e, corresponde respectivamente as divisões de Ka03, S06 e Ke01. A linha de

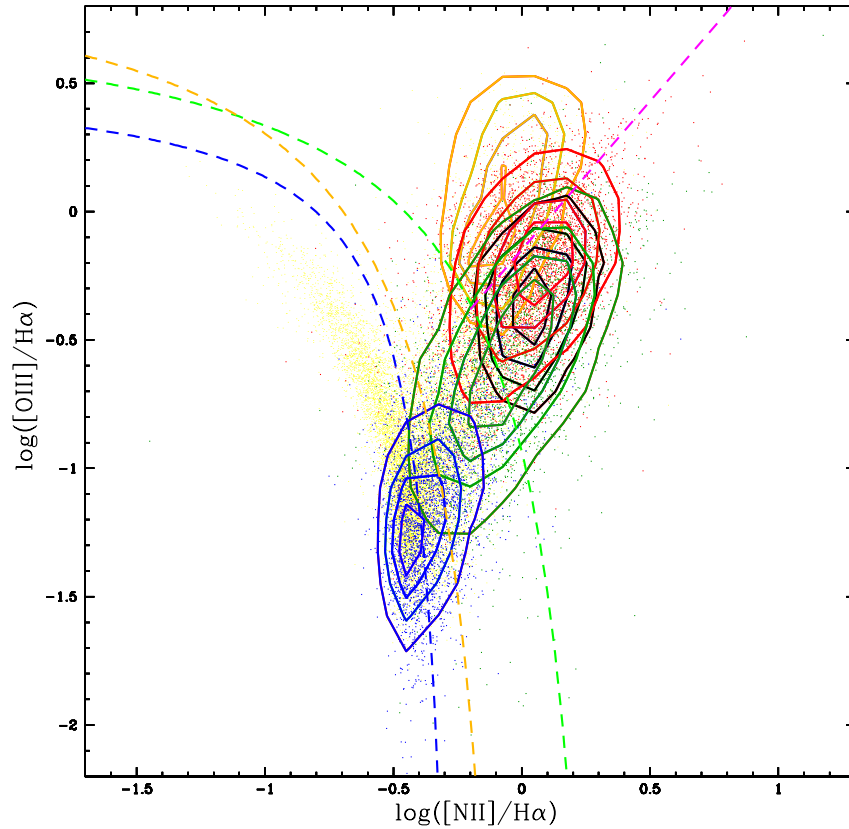


Fig. 5.3: Figura semelhante a 5.2, aqui para o diagrama $BPT\alpha$. Incluímos aqui os contornos em laranja e preto, que marcam a posição das galáxias Seyferts e LINERs respectivamente, como definidas por Ke06.

divisão LINER/Seyfert, em rosa (eq. 4.9) foi transferida de maneira semelhante e corresponde a divisão definida em Ke06. Os contornos em preto e laranja marcam a localização das galáxias Seyferts e LINERs de acordo com Ke06, nossa linha de divisão (rosa), mostra então a eficiência do método usado por nós para rearranjar esta divisão da maneira mais eficiente possível.

A localização das GLFs de tipo A, B e C neste diagrama corrobora os resultados obtidos com o (mais incerto) diagrama BPT.

5.4.2 Substituindo $H\beta$ por $[O II]$: O diagrama $[O III]/[O II] \times [N II]/H\alpha$

Como vimos nas seções 4.5 e 4.6 podemos transferir de maneira ainda mais eficiente as linhas de divisão definidas por Ke01, Ka03, S06 e Ke06 para o diagrama de diagnóstico $[O III]/[O II] \times [N II]/H\alpha$. Este diagrama se mostra também como outra maneira de contornar o problema de galáxias com $H\beta$ fraco, substituindo $H\beta$ por $[O II]$. Como $[O III]/H\beta$, a razão $[O III]/[O II]$ também é sensível ao parâmetro de ionização e a metalicidade nebular.

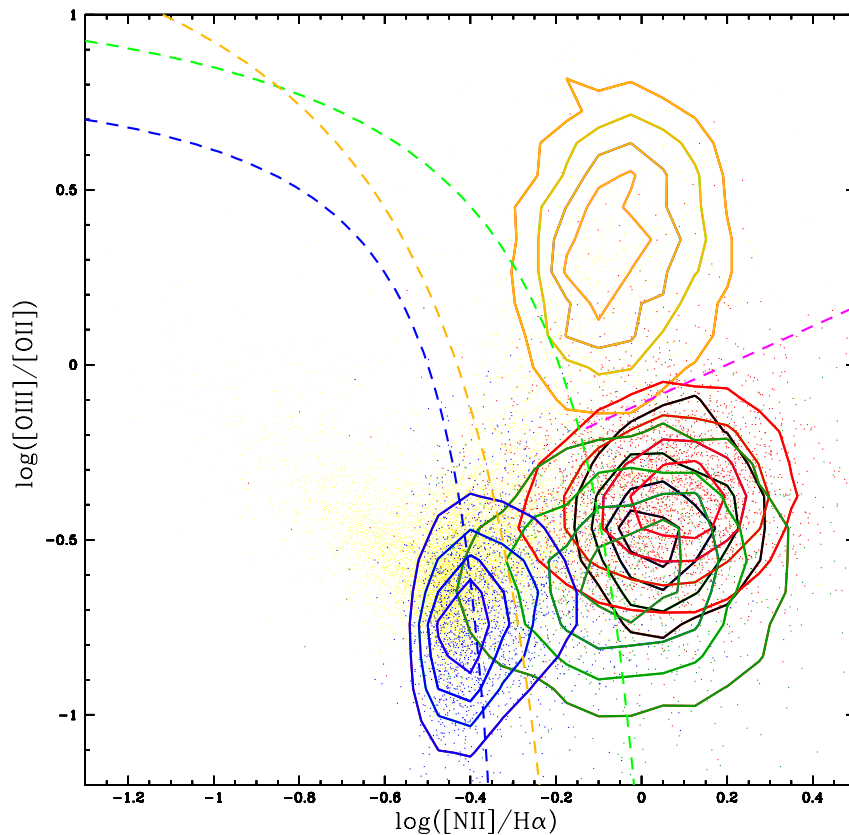


Fig. 5.4: Figura semelhante a 5.2, aqui para o diagrama $[O III]/[O II] \times [N II]/H\alpha$. Incluímos aqui os contornos em laranja e preto, que marcam a posição das galáxias Seyferts e LINERs respectivamente, como definidas por Ke06. Podemos notar claramente que para este diagrama, nossa linha de divisão transposta no capítulo 4 é mais eficiente que a linha transposta ao diagrama “BTP α ”.

A figura 5.4 nos mostra este diagrama com os pontos ao fundo (amarelos) plotados

para $S/N > 3$ em todas as 4 linhas do diagrama BPT e [O II]. Os contornos rosa e laranja marcam a região ocupada por galáxias Seyfert e LINER (de acordo com Ke06) respectivamente. Vale ressaltar que todas as linhas de divisão plotadas neste diagrama alternativo foram transferidas de seus diagramas originais pelo método descrito no capítulo 4. Como o diagrama anterior, também este diagrama confirma o posicionamento das GLFs na região LINER, mostrando ainda mais claramente que as GLFs não podem ser galáxias Seyferts, pois para este diagrama isto exigiria um aumento nas razões $[O III]/[O II]$ de cinco vezes, o que já foge de qualquer tentativa de tentar introduzir um desvio causado por avermelhamento. Deixamos claro aqui que esta conclusão, de que as GLFs são predominantemente LINERs, é puramente empírico e independente de qualquer efeito.

5.5 Algumas implicações práticas

Para termos uma noção mais concreta, sobre como nossas amostras para tipos diferentes de GLFs (A,B e C) se comportam com relação a classificação nos diferentes diagramas de diagnóstico, construímos uma tabela que pode nos fazer perceber com mais exatidão o que acontece com essas galáxias.

Na tabela 5.1 mostramos, para diferentes diagramas de diagnóstico, como as galáxias se distribuem dentro de cada classe. As porcentagens para cada linha são calculadas a partir dos números da primeira coluna. Levando em consideração que estamos interessados em estudar as GLFs da parte AGN dos diagramas, vamos compará-los. Podemos observar que dentre os três diagramas (BPT, $[O III]/H\alpha$ e $[O III]/[O II]$) o que concentra maior quantidade de GLFs na região AGN é o diagrama $[O III]/H\alpha$. E, como já havíamos previsto com as figuras 5.3 e 5.4, as GLFs do tipo A e C tem a maior parte de seus componentes localizadas na região LINER de seus respectivos diagramas. Devemos observar principalmente que, para qualquer diagrama, o uso das GLFs aumenta nossa amostra principalmente em se tratando de galáxias LINERs e SF. Se voltarmos ao capítulo 4 e olharmos para os valores mostrados na tabela 4.2, vemos que no diagrama $[O III]/[O II]$

Diagrama BPT						
Amostra	N	%LINER	%Seyfert	%CMP _{LINER}	%CMP _{Seyfert}	%SF
4L BPT	150344	6.51	5.32	23.54	1.05	63.56
Tipo A	46729	34.07	20.00	7.56	1.81	0.47
Tipo B	38246	1.55	0.12	21.85	0.20	53.29
Tipo C	36655	17.77	3.66	18.92	1.20	2.85
Diagrama [O III]/H α						
Amostra	N	%LINER	%Seyfert	%CMP _{LINER}	%CMP _{Seyfert}	%SF
4L BPT	150344	7.02	5.35	21.86	1.91	63.85
Tipo A	46729	58.95	25.56	10.33	2.83	2.31
Tipo B	38246	2.37	0.35	20.86	0.45	52.99
Tipo C	36655	39.08	5.66	24.08	1.75	5.60
Diagrama [O III]/[O II]						
Amostra	N	%LINER	%Seyfert	%CMP _{LINER}	%CMP _{Seyfert}	%SF
4L BPT	150344	6.13	6.60	17.79	5.33	63.58
Tipo A	46729	62.19	13.35	13.20	3.89	3.44
Tipo B	38246	2.75	0.66	17.50	3.45	50.17
Tipo C	36655	34.15	5.15	17.76	3.00	5.74

Tab. 5.1: Tabela que nos mostra para cada tipo de amostra a porcentagem de LINERs, Seyferts, CMP_{LINER} e CMP_{Seyfert} e SF. As classes foram definidas a partir das linhas de divisão transpostas por nós a partir de outros diagramas de diagnóstico, de acordo com método descrito no capítulo 4 e as equações apresentadas na seção 4.7 temos, para o diagrama BPT: LINERs - acima de Ke01 e abaixo de 4.8, Seyfert - acima de Ke01 e acima de 4.8, CMP_{LINER} - acima de Ka03 e abaixo de 4.8, CMP_{Seyfert} - acima de Ka03 e acima de 4.8 e SF - abaixo de Ka03. Para o diagrama [O III]/H α : LINERs - acima de 4.11 e abaixo de 4.9, Seyfert - acima de 4.11 e acima de 4.9, CMP_{LINER} - acima de 4.12 e abaixo de 4.9, CMP_{Seyfert} - acima de 4.12 e acima de 4.9 e SF - abaixo de 4.12. Para [O III]/[O II]: LINERs - acima de 4.14 e abaixo de 4.10, Seyfert - acima de 4.14 e acima de 4.10, CMP_{LINER} - acima de 4.15 e abaixo de 4.10, CMP_{Seyfert} - acima de 4.15 e acima de 4.10 e SF - abaixo de 4.15

a transposição da classificação de Ke06 para LINERs e Seyferts é muito mais confiável que a mesma transposição para o diagrama $[\text{O III}]/\text{H}\alpha$, o que nos leva a crer, a partir da observação da figura 5.4, que as GLFs do tipo A e C são realmente LINERs.

As GLFs do tipo B estão localizadas na parte inferior do diagrama BPT. Esta região é conhecida por abrigar as galáxias SF mais massivas e ricas em metais (Tremonti et al. 2004; Asari et al. 2007). Dada a relação entre as metalicidades estelar e nebular, essas galáxias mostram ter também um meio interestelar rico em metais, embora a metalicidade nebular não seja uma medida confiável, pois é medida a partir dos fracos $[\text{O III}]$ pertencentes a classe B. Fracos $[\text{O III}]$ são uma consequência direta do grande resfriamento que ocorre em regimes de alta metalicidade. Excluir estas galáxias com fracos valores de $[\text{O III}]$ introduz um viés contra estas SF ricas em metais, muitas das quais inclusive sobem um pouco a asa direita, na região populada por galáxias compostas.

Na próxima seção vamos ver como se comportam algumas propriedades físicas para as GLFs e, para fazer, isso vamos classificá-las de acordo com o diagrama $[\text{O III}]/[\text{O II}]$, que se mostrou o mais eficiente para a classificação das galáxias portadoras de AGN.

5.6 *Estudo de algumas propriedades físicas e observacionais das GLFs*

As GLFs constituem um grande conjunto de galáxias que até hoje foram deixadas de fora de qualquer estudo sobre galáxias de linhas de emissão. Elas são excluídas por não atenderem a todas as exigências de S/N feitas para se classificar uma galáxia com base em esquemas tradicionais como o diagrama BPT.

Quem são estas galáxias? Quais são suas principais características físicas e observacionais?

Nós já sabemos de acordo com os gráficos e os números mostrados na seção anterior, que a grande maioria das GLFs localizadas na asa AGN são LINERs (classes A e C), enquanto as de tipo B são consistentes com ser galáxias SF de alta metalicidade. Nesta seção, vamos em busca de respostas à segunda pergunta. Nossos estudos serão voltados principalmente às galáxias portadoras de AGN (tipos A e C). Para isso, faremos uso

do diagrama $[\text{O III}]/[\text{O II}]$ para distinguir entre LINERs e Seyferts, pois como já falamos anteriormente, a qualidade das linhas de divisão transferidas por nós para estas classes, é muito maior para este diagrama de diagnóstico.

Nas figuras 5.5, 5.6, 5.7, 5.8 e 5.9, apresentamos histogramas para $\log(L[\text{O III}])$, $\log(L[\text{O III}]/M_{\text{BH}})$, M_* , $\langle \log t \rangle_L$ e $EW_{\text{H}\alpha}$, respectivamente, nas classes LINER (à direita) e Seyfert (à esquerda). Para cada painel, temos histogramas para as GLFs do tipo A (vermelho) e C (verde), além das galáxias da amostra 4L (ie., aquelas que possuem $S/N > 3$ nas quatro linhas do BPT). Optamos por deixar as GLFs do tipo B de fora dos gráficos, pois estas tem uma contribuição insignificante para as classes LINERs e Seyferts.

Nas figuras 5.5 e 5.6, não há nenhuma surpresa. Para GLFs temos uma menor luminosidade de $[\text{O III}]$, enquanto as galáxias com $S/N > 3$ nas quatro linhas do BPT (4L) a luminosidade de $[\text{O III}]$ aparece deslocada para valores maiores, principalmente nas galáxias Seyferts. Para $\log(L[\text{O III}]/M_{\text{BH}})$ (figura 5.6) vemos que as GLFs também apresentam valores menores, tanto para LINERs, quanto para Seyferts. Isto nos dá indícios de que as poucas GLFs classificadas como Seyferts talvez deveriam estar classificadas como LINERs.

O histograma para M_* , plotado na figura 5.7 nos mostra que não há nenhum desvio para os valores de massa entre as GLFs e as galáxias 4L.

A idade da população estelar das galáxias que aparece no histograma da figura 5.8, nos mostra que as GLFs são mais velhas que as galáxias 4L. A diferença mais notável é para as Seyferts. Outra vez, Seyferts de linhas fracas são mais parecidas com LINERs do que com Seyferts de linhas fortes.

Vamos introduzir aqui uma característica observacional ainda não estudada nesta dissertação: a largura equivalente de $\text{H}\alpha$. A interpretação desta grandeza é simples, se ignorarmos a existência de um núcleo ativo. A $EW_{\text{H}\alpha}$ é proporcional ao número de recombinações, e conseqüentemente então, proporcional ao número de fotoionizações em uma nuvem de gás. Em uma galáxia jovem a fotoionização é proveniente de estrelas jovens e massivas, o que corresponderia a uma $EW_{\text{H}\alpha}$ de milhares de Å. Com o passar do tempo e a morte destas estrelas, temos uma diminuição no número de fótons ionizantes e

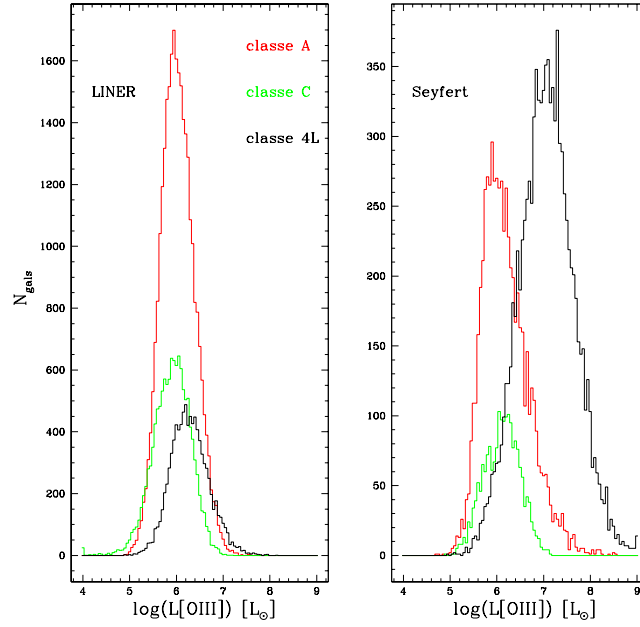


Fig. 5.5: Histogramas do número de galáxias em relação a $\log(L[\text{O III}])$ para as GLFs do tipo A e C e para as galáxias com $S/N > 3$ nas 4 linhas do BPT

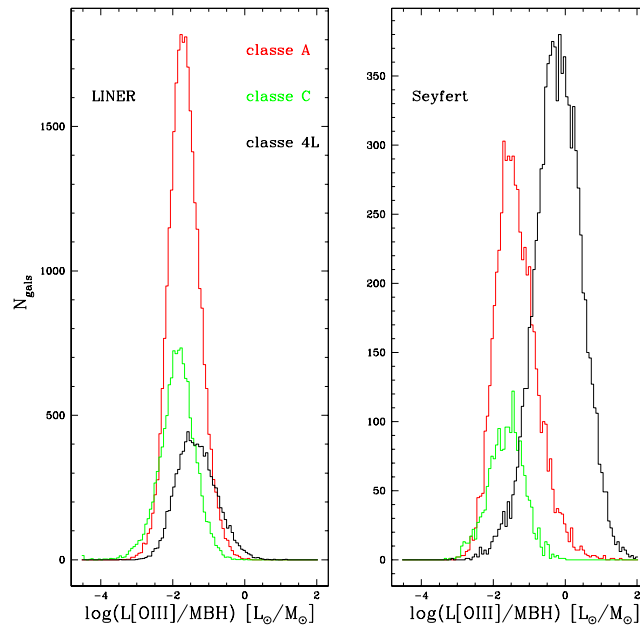


Fig. 5.6: Mesmo histograma definido na figura 5.5, aqui para $\log(L[\text{O III}]/\text{MBH})$.

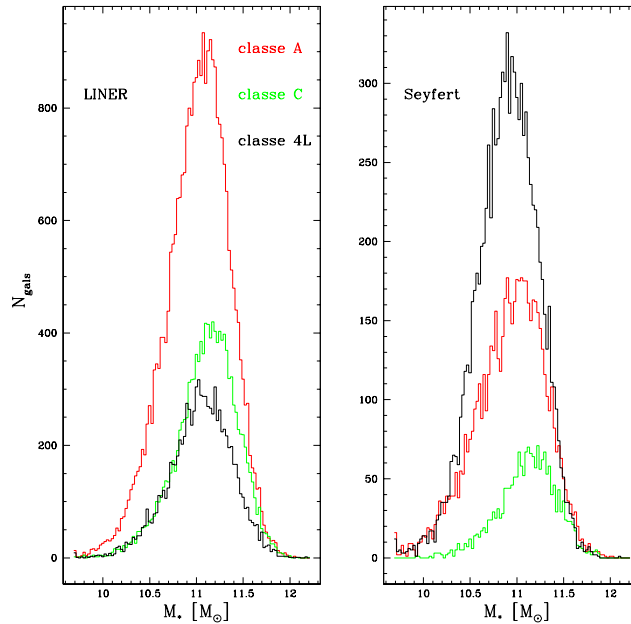


Fig. 5.7: Mesmo histograma definido na figura 5.5, aqui para M_* .

uma queda brusca no valor da $EW_{H\alpha}$ para apenas alguns \AA a partir de 100 Myr, quando estrelas pós-AGB passam a ser as únicas fontes de fótons ionizantes. Em S08 um modelo prevê que parte das galáxias LINERs presentes na asa direita do diagrama BPT sejam galáxias aposentadas, ou seja, galáxias onde a formação estelar cesou. Para estas galáxias o espectro de linhas de emissão poderia ser totalmente explicado como sendo proveniente de estrelas pós-AGB e anãs brancas. De acordo com este modelo, nestas galáxias esperamos um valor de $EW_{H\alpha}$ entre 1 à 2 \AA , que é exatamente o que encontramos para as GLFs na figura 5.9. Se somarmos isto ao fato de estas galáxias serem mais velhas do que as galáxias estudadas até hoje com o uso do diagrama BPT, poderíamos nos indagar: Seriam então estas, galáxias aposentadas? Ou mais ainda, as galáxias classificadas aqui como Seyferts e LINERs, não seriam também galáxias aposentadas, erroneamente interpretadas como portadoras de AGN?

Há um bom teste que pode nos ajudar a responder estas perguntas. Com o uso do STARLIGHT, podemos analisar a História de Formação Estelar (SFH - do inglês) nestas

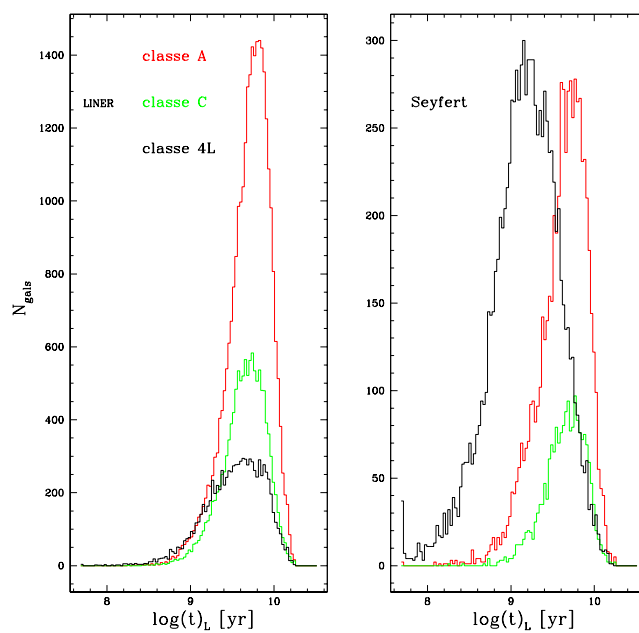


Fig. 5.8: Mesmo histograma definido na figura 5.5, aqui para $\log(t)$.

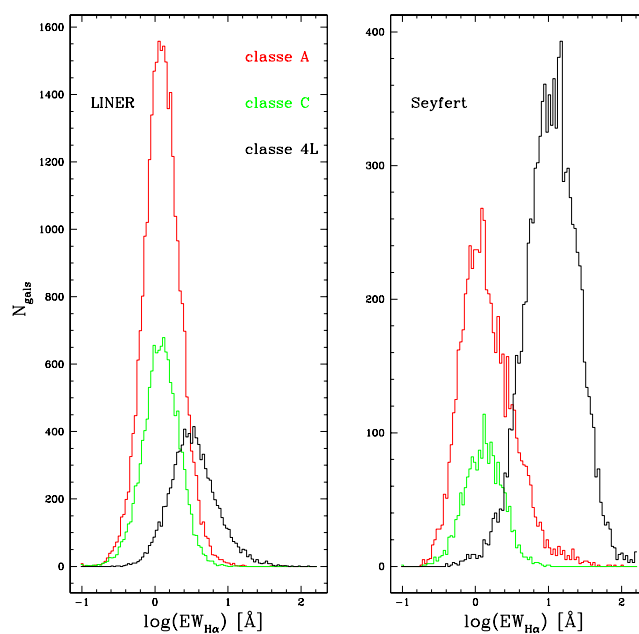


Fig. 5.9: Mesmo histograma definido na figura 5.5, aqui para $EW_{\text{H}\alpha}$.

galáxias. Se confirmarmos que elas pararam de produzir novas estrelas há muito tempo, temos um novo indício a favor da teoria sobre as GLFs serem realmente galáxias aposentadas.

Na figura 5.10, apresentamos o gráfico do vetor de população estelar médio e suavizado ($\overline{x_s}$) contra o tempo ($\log t_*$) para GLFs do tipo A, divididas em três bins, para valores de $\log(EW_{H\alpha})$ entre -1 e 1. A classe de galáxias LINERs está plotada à esquerda e as Seyferts ao meio. O vetor de população estelar usado aqui é definido como a fração de luz com que uma população estelar de idade t contribui para a luz total da galáxia (podemos dizer que $\overline{x_s}$ é uma espécie de SFH mais crua, sendo que ela é um produto direto da síntese de população estelar). Podemos ver de acordo com o gráfico, que não há nenhuma formação estelar recente para as GLFs; o último surto de formação estelar nestas galáxias ocorreu há pelo menos 10^8 anos atrás. Para comparação, o quadro da esquerda mostra o mesmo gráfico feito para todas as galáxias pertencentes a classe B, que por sua posição no diagrama BPT, podemos deduzir que sejam SF de alta metalicidade. Para esta classe temos como o esperado, uma maior contribuição para formação estelar atual.

Destes testes concluímos que (1) as GLF de tipo B são de fato galáxias SF de alta metalicidade, e (2) as GLF de tipo A e C são consistentes com o modelo de galáxia aposentada. Mesmo que elas possuam buracos negros supermassivos em seus núcleos, estes não devem estar ativos, uma vez que não contribuem significativamente para o campo de radiação ionizante.

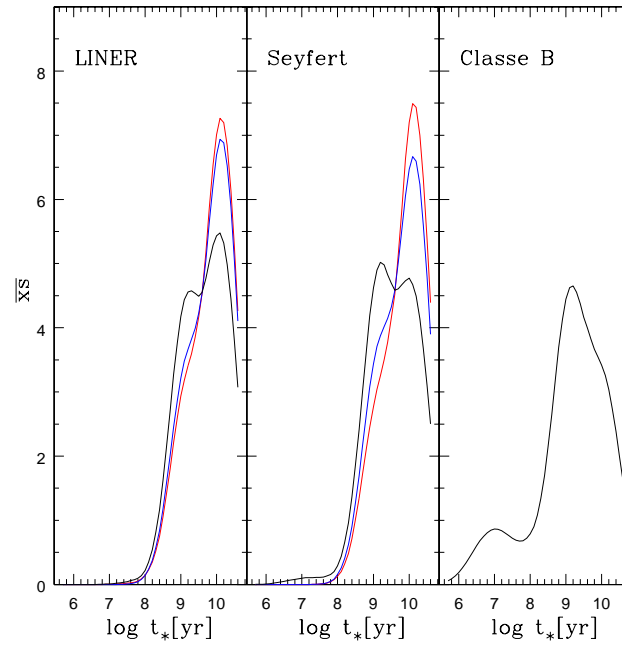


Fig. 5.10: Gráfico da fração de luz total da galáxia ($\overline{x_s}$) contra a idade da população estelar correspondente. As cores marcam o diferentes bins para $\log(EW_{H\alpha})$. Vermelho de -1.00 à -0.33, azul de -0.33 à 0.33 e preto de 0.33 à 1.00, todas estas definidas para classe A. Para a classe B não dividimos em bins e plotamos $\overline{x_s}$ para todas as galáxias pertencentes a esta classe.

Capítulo 6

Conclusões e Perspectivas

6.1 Análises realizadas neste trabalho

Este trabalho inicia-se no capítulo 3, com uma reapresentação das análises feitas por Ke06, utilizando os dados de linha de emissão, assim como as características físicas e observacionais da componente estelar do espectro galáctico, obtidos com o uso do código de síntese STARLIGHT. Nosso objetivo principal para esta parte do trabalho, era confrontar com o uso do STARLIGHT a análise feita por Ke06, que gerou uma nova classificação pra Seyferts e LINERs, utilizando os dados processados com o uso do método de síntese desenvolvido pelo grupo do MPA/JHU. Refizemos e confrontamos também, as análises feitas a partir da definição desta nova classificação, adicionando a estas análises ingredientes provenientes unicamente do código de síntese STARLIGHT. Apesar da diferença nas amostras e nos códigos usados para se obter os dados, os resultados mais relevantes, dentre eles a bimodalidade, foram confirmados.

No capítulo 4 apresentamos um método matemático, utilizado por nós, em primeiro plano, para transpor a classificação feita por Ke06, para o diagrama de diagnóstico mais difundido no meio de pesquisas sobre AGNs, o diagrama BPT. No decorrer do trabalho, resolvemos trabalhar com as GLF (Galáxias de Linhas Fracas), deixadas de fora de todos os estudos feitos até então sobre galáxias de linhas de emissão. Para fazer este estudo sentimos a necessidade de trabalhar com outros diagramas de diagnóstico, por isso

transpomos também para estes, todas as linhas de divisão definidas até então.

Nosso trabalho sobre as GLFs no capítulo 5, nos dá indícios sobre a natureza da maioria destas galáxias. Em S08 é sugerido que parte das galáxias LINERs presentes na asa direita do diagrama BPT sejam galáxias aposentadas, ou seja, galáxias onde a formação estelar cesou. Para estas galáxias, o espectro de linhas de emissão poderia ser totalmente explicado como sendo proveniente de estrelas Post-AGB e anãs brancas. Nossos indícios nos levam a crer, que a maior parte das nossas GLFs são na verdade galáxias aposentadas.

6.2 *Idéias para o futuro*

Nossos pensamentos agora giram em torno da idéia de confirmar realmente a natureza das GLFs. Tendo em mãos a ferramenta que nos fornece a SFH para cada galáxia, o STARLIGHT, nossa idéia é separar estas GLFs em classes definidas a partir de suas posições dentro dos diagramas de diagnóstico e testar se realmente nossa idéia se confirma.

Podemos também usar o STARLIGHT para modelar espectros ionizantes. Estes espectros precisam levar em conta, apenas a ionização por estrelas post-AGB, considerando apenas populações mais velhas que $0.1Gyr$. Medindo a luminosidade das linhas provenientes de processo de fotoionização destes espectros e comparando com o que encontramos no espectro de emissão real da galáxia, podemos inferir sobre a possibilidade destas galáxias serem realmente aposentadas.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- [1] Adelman-McCarthy, J. K., et al. 2007, *ApJS*, 172, 634
- [2] Asari, N. V., Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Torres-Papaqui, J. P., Mateus, A., Sodré, L., Schoenell, W., & Gomes, J. M. 2007, *MNRAS*, 381, 263
- [3] Asari, N. V. 2006, Dissertação de mestrado, Universidade Federal de Santa Catarina
- [4] Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, *PASP*, 93, 5
- [5] Balogh, M. L., Morris, S. L., Yee, H. K. C., Carlberg, R. G., & Ellingson, E. 1999, *ApJ*, 527, 54
- [6] Binette, L., Magris, C. G., Stasińska, G., & Bruzual, A. G. 1994, *A&A*, 292, 13
- [7] Blanton, M. R., et al. 2003, *ApJ*, 594, 186
- [8] Bruzual A., G. 1983, *ApJS*, 53, 497
- [9] Bruzual, G., & Charlot, S. 2003, *MNRAS*, 344, 1000
- [10] Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- [11] Cid Fernandes, R., Asari, N. V., Sodré, L., Stasińska, G., Mateus, A., Torres-Papaqui, J. P., & Schoenell, W. 2007, *MNRAS*, 375, L16
- [12] Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., Stasińska, G., & Gomes, J. M. 2005, *MNRAS*, 358, 363
- [13] Cid Fernandes, R., et al. 2004, *ApJ*, 605, 105

-
- [14] Gomes, J. M. 2006, Dissertação de mestrado, Universidade Federal de Santa Catarina
- [15] Hogg, D. W., et al. 2002, *AJ*, 124, 646
- [16] Kauffmann, G., et al. 2003, *MNRAS*, 346, 1055
- [17] Kauffmann, G., et al. 2003, *MNRAS*, 341, 54
- [18] Kauffmann, G., et al. 2003, *MNRAS*, 341, 33
- [19] Kewley, L. J., Groves, B., Kauffmann, G., & Heckman, T. 2006, *MNRAS*, 372, 961
- [20] Kewley, L. J., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., Heisler, C. A., & Trevena, J. 2001, *ApJ*, 556, 121
- [21] Kewley, L. J., Jansen, R. A., & Geller, M. J. 2005, *PASP*, 117, 227
- [22] Mateus, A., Sodr e, L., Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Schoenell, W., & Gomes, J. M. 2006, *MNRAS*, 370, 721
- [23] Mateus, A., Sodr e, L., Cid Fernandes, R., & Stasińska, G. 2007, *MNRAS*, 374, 1457
- [24] Mateus, A. 2006, Tese de doutorado, Universidade de S o Paulo
- [25] Osterbrock, D. E., & Osterbrock, D. E. 2005, *Journal for the History of Astronomy*, 36, 245
- [26] Osterbrock, D. E., & Veilleux, S. 1986, *PASP*, 98, 1106
- [27] Osterbrock, D. E., & Ferland, G. J. 2006, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*, 2nd. ed. by D.E. Osterbrock and G.J. Fe
- [28] Stasińska, G., Asari, N. V., Fernandes, R. C., Gomes, J. M., Schlickmann, M., Mateus, A., Schoenell, W., & Sodr e, L., Jr. 2008, *MNRAS*, 391, L29
- [29] Stasińska, G., Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodr e, L., & Asari, N. V. 2006, *MNRAS*, 371, 972

-
- [30] Stasińska, G., Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., & Asari, N. V. 2006, MNRAS, 371, 972
- [31] Strateva, I., et al. 2001, AJ, 122, 1861
- [32] Tremaine, S., et al. 2002, ApJ, 574, 740
- [33] Tremonti, C. A., et al. 2004, ApJ, 613, 898
- [34] Wild, V., et al. 2005, MNRAS, 356, 247
- [35] Worthey, G., & Ottaviani, D. L. 1997, ApJS, 111, 377
- [36] York, D. G., et al. 2000, AJ, 120, 1579