

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA
DEPARTAMENTO DE ASTRONOMIA

Galáxias de núcleo ativo: caracterização
do contínuo e das linhas de emissão
no infravermelho próximo^{*}

Rogério Riffel

Tese de Doutorado realizada sob orientação da Prof. Dra. Miriani G. Pastoriza e apresentada ao curso de Pós-Graduação em Física da Universidade Federal do Rio Grande do Sul, como requisito parcial para a obtenção do grau de Doutor em Ciências.

Porto Alegre, RS, Brasil

Março de 2008

^{*} Trabalho financiado pelo CNPq

O que deixamos para a humanidade são os nossos feitos.

Agradecimentos

Agradeço de forma geral a todos que colaboraram para a realização deste trabalho; em particular,

- ★ Agradeço a Deus em primeiro lugar;
- ★ À minha esposa Deise, por abdicar inúmeras vezes de minha presença, pela paciência e apoio sempre que necessário;
- ★ À minha orientadora professora Dra. Miriani G. Pastoriza, pelo estímulo, compreensão e companheirismo durante o desenvolvimento deste trabalho;
- ★ Aos meus pais e a minha irmã, pelo apoio e compreensão da importância da qualificação de minha formação acadêmica;
- ★ Ao meu irmão Rogemar, pelo companheirismo nas longas horas de estudo;
- ★ Aos Drs. Alberto Rodríguez Ardila e Charles Bonatto, pelas importantes discussões durante a elaboração deste trabalho;
- ★ A todos os professores do Departamento de Astronomia;
- ★ Aos meus colegas da pós-graduação: Ana Leonor, Ana Carolina, Ângela, Afonso, Barbara, Carlos, Denilso, Eduardo(s), Elizandra, Fausto, Fabi, Gustavo, Irapuan, Jules, Luziane, Leandro, Liliane, Maurício, Marla, Ney, Oli, Patricia, Ramiro, Renato, Rodrigo, Tiago e Tibério, pela colaboração e incentivo constantes;
- ★ A todos os meus amigos, que de alguma maneira contribuíram com este trabalho;
- ★ Ao meu primeiro professor de física, Enio Reidel, por me incentivar a seguir a carreira de físico;
- ★ Ao CNPq, pelo auxílio financeiro.

Resumo

Realizamos um estudo das propriedades espectroscópicas das linhas de emissão e do contínuo, na região do infravermelho próximo (NIR), de uma amostra de 51 galáxias de núcleo ativo do universo local. A forma do contínuo dos quasares e das galáxias Sy 1 é similar, sendo essencialmente plano nas bandas H e K , e com grandes variações na banda J . Nas Sy 2 o contínuo decresce suavemente a partir de $1.2\mu\text{m}$ e na banda J é variável. Os espectros de todas as fontes são dominados por intensas linhas de emissão, tais como: H I, He I, He II, [S III], além de notáveis linhas proibidas de alto e baixo grau de ionização. A ausência de linhas de O I e Fe II nos espectros das galáxias Sy 2, dão suporte observacional ao modelo que prediz que estas linhas são formadas na região de linhas largas (BLR). A presença de linhas coronais em ambos os tipos de atividade e os maiores valores de FWHM destas linhas relativas às da região de linhas estreitas (NLR), indicam que as linhas coronais são formadas na parte interna da NLR. A razão de fluxos do [Fe II] 12570 Å/16436 Å é um indicador confiável de avermelhamento para a NLR em galáxias Seyfert. As linhas do H₂ são comuns à maioria das fontes. Estas linhas são sistematicamente mais estreitas que linhas típicas da NLR, sugerindo que as linhas H₂ não são formadas na mesma parcela de gás onde se originam as linhas da NLR. Razões de linhas de emissão do H₂ favorecem mecanismos de excitação térmicos para esta molécula em AGNs. As razões de linhas de emissão H₂/Br γ e [Fe II]Pa β são úteis para separar objetos com linhas de emissão no NIR de acordo com o seu nível de atividade nuclear. O histórico de formação estelar das galáxias Seyfert no NIR é heterogeneo, com populações estelares dominantes jovens, velhas e com formação estelar contínua. Todas aparecem em frações significativas. A presença da banda do $\sim 1.1\mu\text{m}$ CN no espectro de uma galáxia é uma evidência clara da presença de populações estelares com idades entre ~ 0.3 e $\sim 2 G_{\text{anos}}$. A presença de um contínuo não térmico (lei de potência-PL, $F_{\lambda} \propto \lambda^{-1.5}$) é observado em todas as galáxias Sy 1 e em 60% das Sy 2. Para uma fração significativa dos objetos a soma das componentes estelar e não térmica não é capaz de descrever o contínuo na banda K . O excesso observado nesta banda deve-se à poeira quente próxima a temperatura de sublimação, composta por grãos de grafite, localizada à $\sim 1\text{pc}$ da fonte central e com massa média de $\bar{M}_{\text{HD}} \approx 0.3 M_{\odot}$.

Abstract

We carried out a study of the spectrophotometric properties of the emission lines and continuum, in the near infrared region (NIR), of a sample of 51 active galaxies of the local universe. The shape of the continuum of the quasars and Seyfert 1 (Sy 1) galaxies are similar, being essentially flat in the H and K bands, with strong variations detected in the J band. In Seyfert 2 (Sy 2) the continuum decreases smoothly from $1.2\mu\text{m}$ redwards and is variable in the J band. The spectra are dominated by strong emission lines like: H I, He I, He II, [S III] and by conspicuous forbidden lines of low and high ionization species. The absence of O I and Fe II lines in the spectra of the Sy 2 gives observational support to the model which predicts that these lines are formed in the broad line region (BLR). The presence of coronal lines in both Seyfert type and the broader FWHM of these lines relatively to those observed in the narrow line region (NLR) indicate that the coronal lines are formed in the inner part of the NLR. The emission line ratio $[\text{Fe II}] 12570 \text{ \AA} / 16436 \text{ \AA}$ is a reliable reddening indicator for the NLR of Seyfert galaxies. The H_2 lines are common to almost all sources. These lines are systematically narrower than typical NLR lines, which suggests that the H_2 lines do not originate from the same parcel of gas that forms the NLR. Line ratios between H_2 lines favour thermal excitation mechanisms for the molecular gas in active galactic nuclei. The emission line ratios $\text{H}_2/\text{Br}\gamma$ and $[\text{Fe II}]\text{Pa}\beta$ are useful for separating emission-line objects by their degree of nuclear activity. The star formation history of Seyfert galaxies in the NIR is heterogeneous, with young and old stellar populations and continuous star formation. All of them appear in significant fractions. The presence of the $\sim 1.1\mu\text{m}$ CN band in the spectrum of a galaxy is an unambiguous evidence of stellar populations with ages between ~ 0.3 and ~ 2 Gyr. A non-thermal continuum (Power Law- PL, $F_\lambda \propto \lambda^{-1.5}$) is observed in all Sy 1 and in 60% of the Sy 2. In a significant fraction of the objects, the sum of the stellar and non-thermal continua is not capable of describing the continuum in the K band. The excess observed in this band is due to hot dust near its sublimation temperature, composed by graphite grains, located at ~ 1 pc from the central source and with a mean mass of $\bar{M}_{\text{HD}} \approx 0.3 M_\odot$.

Conteúdo

Conteúdo	V
Lista de Figuras	VIII
Lista de Tabelas	1
1 Introdução	2
1.1 Galáxias com Núcleo Ativo	2
1.2 Classificação de Galáxias com Núcleo Ativo	3
1.2.1 Galáxias Seyfert	3
1.2.2 <i>Quasi stellar objects</i> : quasares	7
1.2.3 <i>Low-ionization nuclear emission-line region</i> : LINER	8
1.2.4 Galáxias Starburst	9
1.2.5 A fonte de energia dos AGNs	10
1.3 A população estelar de AGNs	12
1.4 Motivação	14
1.5 Objetivos do presente trabalho	16
2 Observação e redução dos dados	18
2.1 Seleção das galáxias	18
2.2 Observação e redução dos dados	19
3 Caracterização da Amostra: Atlas de galáxias no NIR	30
3.1 O contínuo de AGNs NIR	30
3.1.1 Fontes de Tipo 1	31
3.1.2 Fontes de Tipo 2	37
3.2 Linhas de emissão de AGNs no NIR	39
3.2.1 Galáxias Seyfert 1	39
3.2.2 Galáxias Seyfert 1 de linhas estreitas	40

3.2.3	<i>Quasi stellar Objects</i>	42
3.2.4	Galáxias Seyfert 2	43
3.2.5	Galáxias Starburst	44
3.3	Avermelhamento em galáxias Seyfert através de razões de linhas do NIR	44
4	Hidrogênio molecular e [Fe II] em galáxias Seifert	58
4.1	Cinemática das linhas de H ₂ e [Fe II]	59
4.2	Mecanismos de excitação das linhas de H ₂ no NIR	62
4.2.1	Temperaturas de excitação e massas do H ₂	65
4.3	Diagrama de diagnóstico para objetos com linhas de emissão no NIR	68
5	População estelar no NIR	71
5.1	Método de síntese de população estelar	72
5.1.1	A base de elementos utilizada	73
5.2	Medidas das larguras equivalentes nos espectros das galáxias	81
6	Populações estelares no NIR: Resultados	84
6.1	Síntese das Galáxias Starburst	84
6.1.1	Teste da síntese: o gás ionizado	89
6.2	Síntese das Galáxias Seyfert 2	90
6.3	Síntese das Galáxias Seyfert 1	95
6.4	Discussão dos resultados	97
7	Excesso <i>K</i> do contínuo	112
7.1	A hipótese da poeira quente	112
7.1.1	Quantificação do excesso observado na banda <i>K</i>	112
7.1.2	A massa da poeira quente	113
7.2	Origem e localização da poeira	119
7.3	Grãos de grafite e hidrogênio molecular	121
8	Conclusão	123
A	Artigos publicados	126
A.1	Rodríguez-Ardila; Riffel & Pastoriza (2005)	126
A.2	Riffel; Rodríguez-Ardila & Pastoriza (2006)	127
A.3	Riffel; Pastoriza; Rodríguez-Ardila & Maraston (2007)	128
A.4	Riffel; Pastoriza; Rodríguez-Ardila & Maraston (2008)	129

CONTEÚDO

VII

Bibliografía

130

Lista de Figuras

1.1	Comparação de SED entre um AGN e uma galáxia normal	3
1.2	Distribuições espectral de energia nos AGNs	4
1.3	Modelo Unificado	11
2.1	Espectros finais reduzidos	22
2.2	Idem à Fig. 2.1.	23
2.3	Idem à Fig. 2.1.	24
2.4	Idem à Fig. 2.1.	25
2.5	Idem à Fig. 2.1.	26
2.6	Idem à Fig. 2.1.	27
2.7	Idem à Fig. 2.1.	28
2.8	Espectros finais reduzidos para os dois quasares de alto <i>redshift</i>	29
3.1	Espectros normalizados das galáxias Sy 1	32
3.2	Espectros normalizados das galáxias NLS1	33
3.3	Espectros normalizados dos quasares	34
3.4	Espectros normalizados das galáxias Sy 2	35
3.5	Espectros normalizados das galáxias SB	36
3.6	Estatística das linhas de emissão	40
3.7	Estatística das linhas de emissão, de acordo com a atividade.	41
3.8	Diagrama de avermelhamento envolvendo razões de linhas do H I e do [Fe II]	46
3.9	Diagrama de avermelhamento do contínuo <i>vs</i> linhas de emissão	48
4.1	Comparação entre os perfis das linhas de [Fe II] e H ₂	61
4.2	Histograma mostrando a distribuição de FWHM	61
4.3	Diagrama para distinguir entre os processos de excitação do H ₂	64
4.4	Distribuição de massa molecular para a nossa amostra de AGNs	69
4.5	Razões de linhas do H ₂ /Br γ e [Fe II]/Pa β	70

5.1	Zoom em torno das bandas do CN e do CO	74
5.2	Largura equivalente do CN <i>versus</i> largura equivalente do CO	75
5.3	Linhas de absorção mais intensas observadas no NIR	76
5.4	Banda passante para as linhas em absorção	77
5.5	Intervalos de contínuo livres de linhas de emissão/absorção	78
6.1	Resultados da síntese de populações estelares das galáxias SB	86
6.2	Contribuições de cada população estelar para as galáxias SB.	87
6.3	Espectro de emissão das galáxias SB <i>versus</i> modelos de fotoionização.	89
6.4	Resultados da síntese de população estelar das galáxias Sy 2	99
6.5	Ídem à Fig 6.4	100
6.6	Ídem à Fig 6.4	101
6.7	Ídem à Fig 6.4	102
6.8	Variação da W_λ do CN com a idade e metalicidade.	103
6.9	Resultados da síntese de população estelar das galáxias Sy 1	104
6.10	Ídem à Fig 6.9	105
6.11	Ídem à Fig 6.9	106
6.12	Contribuições de cada população estelar para as galáxias Sy 2.	107
6.13	Ídem à Fig 6.12	108
6.14	Ídem à Fig 6.12	109
6.15	Contribuições de cada população estelar para as galáxias Sy 1.	110
6.16	Ídem à Fig 6.12	111
7.1	Variação da W_λ e F_λ com aumento da contribuição do Corpo Negro.	114
7.2	Ajuste do contínuo livre da população estelar.	116
7.3	Ídem à Fig. 7.2.	117
7.4	Ídem à Fig. 7.2.	118
7.5	Ídem à Fig. 7.2.	120

Lista de Tabelas

2.1	Propriedades da amostra	20
2.1	Propriedades da amostra, continuação	21
3.1	Fluxos observados para os dois quasares de alto z	43
3.2	Fluxos médios para o contínuo em intervalos selecionados	50
3.3	Fluxos observados para objetos de Tipo 1	51
3.4	Fluxos observados para objetos de Tipo 1, continuação	52
3.5	Fluxos observados para objetos de Tipo 1, continuação	53
3.6	Fluxos observados para objetos de Tipo 1, continuação	54
3.7	Fluxos observados para objetos de Tipo 1, continuação	55
3.8	Fluxos observados para objetos de Tipo 1, continuação	56
3.9	Fluxos observados para objetos de Tipo 2	57
4.1	FWHM para as galáxias Seyfert da nossa amostra	60
4.2	Temperaturas rotacionais e vibracionais do H_2	66
4.3	Fluxos corrigidos e massas para o H_2	68
5.1	Larguras equivalentes para as SSPs usadas na base	79
5.3	Fluxos definidos para a base.	80
5.4	Larguras equivalentes medidas nos espectros das galáxias.	82
5.6	Fluxos do contínuo das galáxias.	83
6.1	Resultados da síntese de populações estelares das galáxias SB.	85
6.2	Propriedades dos espectros de emissão das galáxias SB.	91
6.3	Resultados da síntese de população estelar das galáxias Sy2.	93
6.4	Resultados da síntese de população estelar das galáxias Sy 1.	96
7.1	Caracterização da poeira quente.	115
7.2	Massas de poeira quente disponíveis na literatura.	119

Capítulo 1

Introdução

1.1 Galáxias com Núcleo Ativo

As galáxias com núcleo ativo¹ (AGNs) apresentam um núcleo aparentemente estelar, contudo, os fenômenos físicos que ocorrem na região nuclear não podem ser explicados unicamente por efeitos devido às estrelas.

As principais classes de AGNs são as galáxias Seyfert e os quasares. A diferença fundamental entre galáxias Seyfert e os quasares deve-se à quantidade total de energia emitida pela fonte central. No primeiro caso, a luminosidade da fonte central, na região óptica ($\sim 3800 - 7000 \text{ \AA}$), é comparável à energia emitida pelas estrelas da galáxia hospedeira ($\sim 10^{11} L_{\odot}$). Já para os quasares, a fonte central é cerca de 100 vezes mais brilhante que a galáxia hospedeira (Peterson, 1997).

As principais características dos AGNs são (Peterson, 1997, Krolik, 1999):

- o pequeno tamanho² ($< 1 \times 10^{-4} \text{ pc}$) e alta luminosidade (maior que $10^{11} L_{\odot}$) do núcleo “estelar” em relação à galáxia hospedeira;
- o contínuo dominado por processos não-térmicos, com excesso de fluxo na região de raios-X, ultravioleta, infravermelho e rádio, quando comparado à uma galáxia normal (veja Figs. 1.1 e 1.2);
- a rápida variabilidade do contínuo e das linhas de emissão (veja por exemplo Winge et al., 1995, 1996);

¹O primeiro uso consistente do termo “ativo” para estas galáxias foi feito por Ambartsumian na década de 50.

²Valor estimado para o raio de Schwarzschild, $R_{Sch} = \frac{2GM}{c^2}$, e usando um valor de $1 \times 10^9 M_{\odot}$ para a massa do buraco negro (Ferrarese & Merritt, 2000).

- o espectro apresenta linhas de emissão intensas e as linhas permitidas são muito largas ($> 10\,000\text{ km s}^{-1}$, em alguns casos).

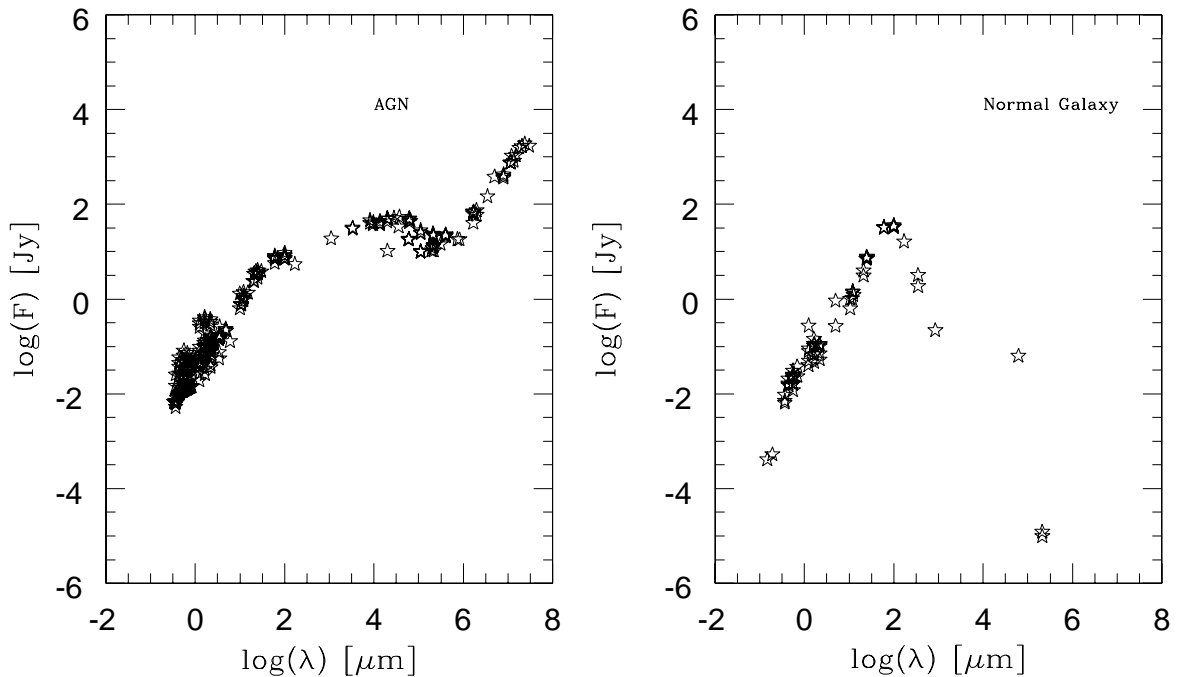


Figura 1.1: Comparação da distribuição espectral de energia de um AGN (NGC1275 - Seyfert 2) com uma galáxia normal (NGC1614 - Starburst). Baseado em dados do NED - *NASA/IPAC EXTRAGALACTIC DATABASE* - (<http://nedwww.ipac.caltech.edu/index.html>).

1.2 Classificação de Galáxias com Núcleo Ativo

Nesta seção descreveremos os principais tipos de atividade nuclear das galáxias ativas.

1.2.1 Galáxias Seyfert

O primeiro estudo observacional de uma galáxia do tipo Seyfert foi realizado nos meados de 1908 por E. A. Fath no Observatório Lick (Fath, 1908). Utilizando um pequeno espectrógrafo fotográfico, Fath obteve o primeiro espectro da região nuclear da galáxia NGC1068, então conhecida como uma das grandes nebulosas espirais. Muitas destas nebulosas apresentavam linhas em absorção no espectro da sua região nuclear, linhas estas provenientes da luz integrada das estrelas. Para

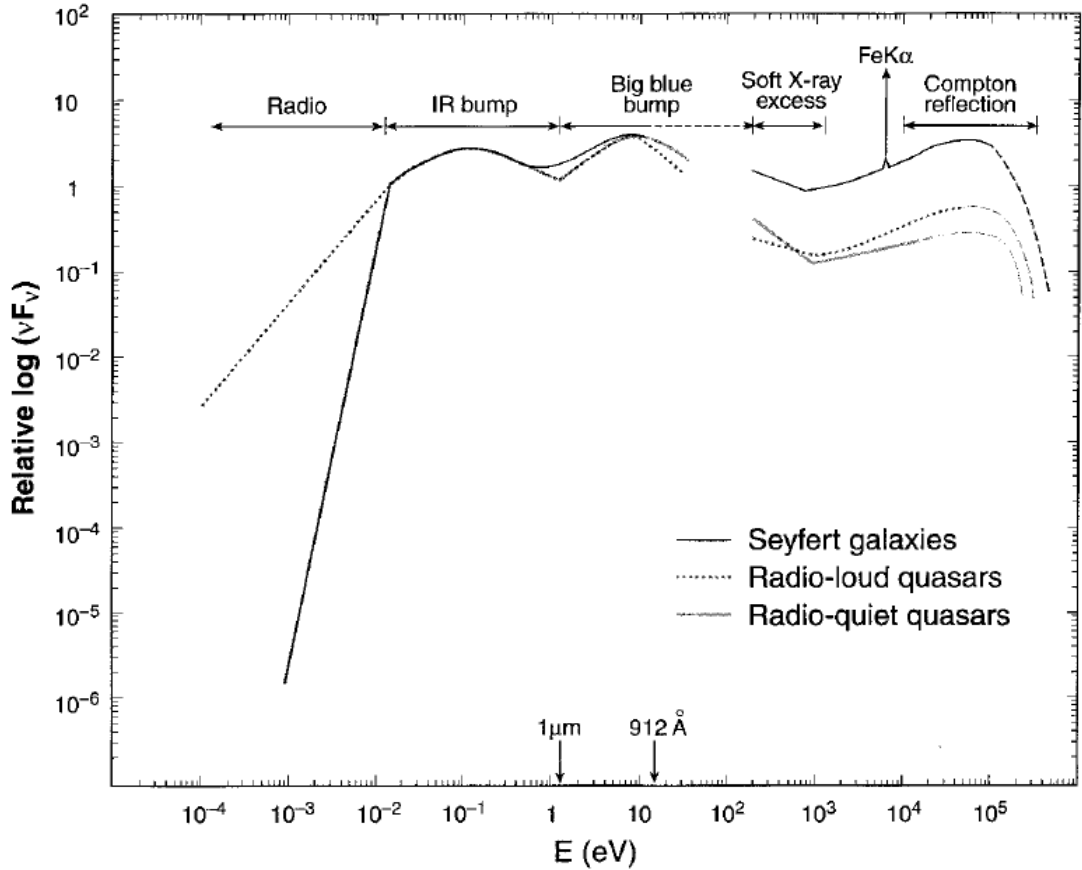


Figura 1.2: Representação esquemática da distribuição espectral de energia do contínuo de banda larga para diferentes tipos de AGNs (Figura de Koratkar & Blaes, 1999).

surpresa de Fath, o espectro de NGC 1068 apresentava intensas linhas de emissão, dentre elas $H\beta$, uma das linhas características das nebulosas gasosas (regiões H II e nebulosas planetárias), conhecidas por vários astrônomos da época. Entretanto, as linhas observadas em NGC 1068 eram muito mais largas, apresentando larguras de algumas centenas de km s^{-1} , que as linhas observadas nas nebulosas gasosas.

O primeiro a perceber que existiam várias galáxias com propriedades similares às de NGC 1068 foi Carl Seyfert em 1943 (Seyfert, 1943), o mesmo agrupou estas galáxias formando uma classe distinta dos objetos conhecidos como galáxias normais. Seyfert selecionou um grupo de galáxias espirais muito brilhantes e com o núcleo de aparência estelar e obteve espectros óticos de seis destas fontes, e como resultado verificou que todas apresentavam linhas de média excitação, como $[\text{O III}] \lambda 5007 \text{ \AA}$ e linhas de H I alargadas. As galáxias Seyfert só voltaram a receber atenção nos meados de 1955 quando duas das fontes estudadas por Seyfert foram detectadas

como sendo radio-fontes. Uma vez que neste período a controvérsia sobre a natureza dos quasares estava no auge, as galáxias Seyfert passaram a ser muito estudadas.

Do ponto de vista espectral, as galáxias Seyfert são agrupadas seguindo uma classificação sugerida por Khachikian & Weedman (1974), classificação esta que tem por base a presença ou não de uma componente larga nas linhas de emissão permitidas. Atualmente, estes objetos são divididas em três grupos:

Galáxias Seyfert 1 (Sy 1): De acordo com Osterbrock (1989) os espectros em emissão das galáxias Sy 1 são caracterizados por apresentarem componentes largas nas linhas permitidas de H I, He I e He II com larguras a meia altura (FWHM) da ordem de 5000 km s^{-1} , além de linhas estreitas³ proibidas, por exemplo [O III], [S II] e [N II], com $\text{FWHM} \sim 500 \text{ km s}^{-1}$. Estas linhas estreitas geralmente não são mais largas que as linhas em emissão observadas nas galáxias Starburst (SB, Osterbrock, 1989). Linhas com características similares às da banda óptica também são observadas no infravermelho próximo (veja Cap. 3).

Galáxias Seyfert 1 de linhas estreitas (NLS1): As galáxias NLS1 são formadas por um grupo peculiar de fontes do tipo Sy 1 primeiramente identificadas por Osterbrock & Pogge (1985). Entre outras propriedades elas são caracterizadas por apresentarem em seu espectro ótico linhas permitidas com componentes largas com $\text{FWHM} < 2000 \text{ km s}^{-1}$ e intensas linhas de emissão de Fe II. As linhas deste íon são as mais intensas na região próxima a $1 \mu\text{m}$ nas galáxias NLS1 (Rodríguez-Ardila et al., 2002a). As características espectrais da região óptica destes objetos também se propagam para outros comprimentos de onda como, as regiões do UV do infravermelho próximo (veja Cap. 3).

Galáxias Seyfert 2 (Sy 2): As galáxias do tipo Seyfert 2 apresentam um espectro dominado por linhas de emissão permitidas e proibidas com aproximadamente o mesmo FWHM, que raramente excedem $\sim 600 \text{ km s}^{-1}$ (Osterbrock, 1989). Similamente às galáxias Sy 1 e NLS1, as características observadas na região óptica do espectro das Sy 2 também são vistas no infravermelho próximo (NIR, veja Cap. 3).

Desde os estudos pioneiros de Fath e Seyfert, as galáxias ativas foram amplamente estudadas em virtualmente todos os comprimento de onda do espectro eletromagnético. A maioria dos estudos disponíveis na literatura vem da região óptica do espectro, uma vez que os primeiros detectores construídos (filtros, placas fotográficas, fotômetros, câmeras CCD, espectrógrafos, etc.) eram mais sensíveis à esta faixa do espectro. Osterbrock (1976, 1977) em um estudo espectrofotométrico inferiu uma série de propriedades físicas do gás observado em galáxias Seyfert, tais

³Elas também apresentam a componente estreita nas linhas permitidas.

como: os perfis das linhas largas muitas vezes são assimétricos, as linhas de Fe II estão presentes em todas as Sy 1 havendo uma enorme variação na intensidade destas linhas, o espectro de linhas estreitas das Sy 1 é muito similar ao das Sy 2.

A morfologia das galáxias Seyfert foi determinada a partir de estudos fotométricos (e.g. Simkin et al., 1980). Morfológicamente, estes objetos são caracterizados por um núcleo muito brilhante em uma galáxia hospedeira, que é quase sempre uma espiral. Apenas uma pequena fração dos núcleos Seyfert são encontrados em galáxias elípticas ($\sim 10\%$). Entretanto, nem toda a galáxia espiral hospeda um núcleo Seyfert, na verdade apenas $\sim 1\%$ de todas as espirais (barradas e normais) são do tipo Seyfert (Elmegreen, 1998).

A descoberta de que o brilho de NGC 4151 varia (Fitch et al., 1967) e a detecção da variabilidade das linhas permitidas e proibidas de NGC 3516 (Andrillat, 1968) e NGC 1566 (Pastoriza & Gerola, 1970) desencadearam vários estudos sobre variabilidade em galáxias Seyfert e demais AGNs (e.g. de Ruiter & Lub, 1986, Peterson, 1988, Goodrich, 1989, Matsuoka et al., 1990, Vaughan et al., 2005). Diferentemente das galáxias normais, observa-se que a maioria dos AGNs varia de brilho na região óptica, entretanto, apenas cerca de 10% variam em escalas de tempo características do tempo de vida humano (horas, dias, alguns anos). A amplitude da variabilidade, nas escalas de tempo mais facilmente observadas, aumenta com o decréscimo do comprimento de onda chegando a um fator de 2 na faixa de Raio-X (Krolik, 1999). Na região do ultra-violeta, o período máximo para a variabilidade oscila entre ~ 7 dias e ~ 1 ano, não havendo dependência significativa com o comprimento de onda (Favre et al., 2005).

Uma característica espectral muito marcante das galáxias Seyfert é a presença de linhas originadas em transições de níveis de energia de íons com altos potenciais de ionização, maiores que 100 eV (e.g. [Fe XIV] $\lambda 5303$, [Fe VII] $\lambda 6087$, [Fe X] $\lambda 6374$, [Fe XI] $\lambda 7892$, [S VIII] $\lambda 9913$, [S IX] $\lambda 12520$, [Si X] $\lambda 14300$, [Si VI] $\lambda 19641$, [Ca VIII] $\lambda 23218$), linhas estas conhecidas como coronais, e boas indicadoras de atividade nuclear (veja Fig.3.6 e Riffel et al., 2006, Rodríguez-Ardila et al., 2002b). As linhas coronais originam-se em um plasma quente e são excitadas por colisões (Oliva et al., 1994, Viegas-Aldrovandi & Contini, 1989) ou por fotoionização devido à radiação UV (Grandi, 1978, Ferguson et al., 1997). As linhas coronais são observadas em ambos os tipos de atividade Seyfert, no entanto, estão totalmente ausentes dos espectros das galáxias SB (veja Cap. 3). Segundo Rodríguez-Ardila et al. (2002b), algumas das linhas coronais observadas no NIR têm FWHM similares aos das linhas típicas da região de formação das linhas largas (BLR, do inglês: *Broad Line Region*),

o que indica que uma parte do fluxo destas linhas é originada na BLR. Contudo, a presença destas linhas em galáxias Sy 2 (e.g. Riffel et al., 2006) indicam que estas linhas provavelmente são produzidas na parte exterior do toróide de poeira, ou seja na região de linhas estreitas (NLR, do inglês *Narrow Line Region*). A observação de assimetrias e *blueshifts* nas linhas de alto potencial de ionização do ferro indica que estas são produzidas por um *outflow* de gás, muito provavelmente originado no material que está sendo evaporado do toróide de poeira (Rodríguez-Ardila et al., 2002b).

1.2.2 *Quasi stellar objects: quasares*

Os primeiros estudos dos quasares⁴ estão intimamente relacionados com o desenvolvimento da radio-astronomia. Em 1930, Karl Jansky realizou a primeira observação astronômica nas frequências rádio, enquanto estudava a estática em sinais de ondas curtas (que seriam utilizadas pela telefonia), por mera casualidade ele detectou emissão proveniente do centro da Via-Láctea. O primeiro rádio telescópio, que seria utilizado para estudos astronômicos foi construído por Grote Reber entre 1940 e 1945. Utilizando este telescópio, Reber localizou diversas fontes isoladas no céu, que não pareciam corresponder a estrelas brilhantes.

A maioria dos quasares foram descobertos como resultado dos *surveys* entre as décadas de 50 e 70. São eles: 3C e 3CR (Edge et al., 1959); PKS (Ekers, 1969); 4C (Pilkington & Scott, 1965, Gower et al., 1967); AO (Hazard et al., 1967) e Ohio (Ehman et al., 1970). Uma boa revisão sobre cada um destes catálogos pode ser encontrada em Peterson (1997).

Por volta de 1960, um grande número de rádio fontes já haviam sido catalogadas, entretanto, poucas delas estavam associadas a objetos visíveis. Matthews & Sandage (1963), com o objetivo de associar objetos visíveis às rádio fontes, estudaram três objetos, 3C 48, 3C 196 e 3C 286. Para surpresa deles, o espectro de 3C 48, apesar de parecer apenas uma estrela pouco brilhante (16 mag), apresentava em seu espectro linhas de emissão muito largas, que naquele momento não podiam ser associadas com quaisquer transições conhecidas. Além disso, este objeto emitia muito mais luz no ultravioleta e azul do que uma estrela da seqüência principal. No ano de 1963, M. Schmidt (Schmidt, 1963) reconheceu as linhas de emissão do espectro da radio-fonte 3C 273 como pertencentes à série de Balmer do Hidrogênio, mas deslocadas

⁴Recebem este nome pois, primeiramente, foram identificados como sendo estrelas localizadas em rádio fontes. Depois que os astrônomos descobriram que estes objetos não eram estrelas, passaram a chamá-los de quasars.

para o vermelho por um fator de 17% de seu comprimento de onda de laboratório e muito mais alargadas. Depois que os astrônomos aceitaram a idéia de que as linhas nos quasares estão deslocadas por grandes quantidades, foi possível identificar as linhas de emissão de outros quasares. Estes estudos levaram à conclusão de que, similarmente aos espectros das galáxias Sy 1, as linhas permitidas estavam sempre alargadas. Entretanto, as linhas estreitas estavam ausentes ou eram muito fracas.

O espectro ótico dos quasares, analogamente aos das galáxias Seyfert, apresenta linhas permitidas de H I, He I e He II muito alargadas, e linhas proibidas mais estreitas⁵ (e.g. Davidson & Netzer, 1979, apesar de antiga, é uma boa revisão sobre as propriedades dos quasares). Igualmente à região óptica, no NIR o espectro de linhas de emissão dos quasares é similar aos das galáxias Sy 1 e NLS1. A única diferença marcante está relacionada com a intensidade das linhas proibidas, que são fracas ou totalmente ausentes dos espectros (veja Cap. 3), o que pode dever-se ao fato da desexcitação ocorrer colisionalmente (Rees et al., 1989, Netzer, 1990).

1.2.3 *Low-ionization nuclear emission-line region: LINER*

Galáxias com o núcleo ativo e com o espectro dominado por linhas produzidas por íons de baixa ionização são classificadas como LINER⁶. A definição observacional original, baseada em espectros óticos destes objetos é: um núcleo de galáxias com razões de linhas $[O II] \lambda 3727 / [O III] \lambda 5007 \geq 1$ e $[O I] \lambda 6300 / [O III] \lambda 5007 \geq 1/3$ (Heckman, 1980). O primeiro critério é satisfeito para a maioria das galáxias SB. Todavia, a segunda razão de linhas não é satisfeita. Devido às dificuldades em comparar as linhas de emissão, muito separadas em comprimento de onda, e porque a linha de $[O II] \lambda 3727$ é fortemente afetada pela extinção interestelar, utilizam-se as seguintes razões de intensidade de linhas para definir os LINERs: $[O III] \lambda 5007 / H\beta < 3$ e $[O I] \lambda 6300 / H\alpha > 0.05$; $([S II] \lambda 6716 + \lambda 6731) / H\alpha > 0.4$ e $[N II] \lambda 6583 / H\alpha > 0.5$ (Osterbrock, 1989). Porém, para objetos muito absorvidos, algumas das linhas acima são de difícil detecção. Uma solução para isso foi proposta por Larkin et al. (1998) e aprimorada por Rodríguez-Ardila et al. (2004, 2005b), onde propõe-se um diagrama similar ao da região óptica para a região do NIR, valendo-se das relações $[Fe II] \lambda 12570 / Pa\beta$ e $H_2 \lambda 21210 / Br\gamma$.

O grande mistério das galáxias com atividade do tipo LINER consiste justamente em explicar qual é o mecanismo responsável pelas linhas de emissão observadas nestes objetos. Originalmente, Heckman (1980) propôs que as linhas de emissão obser-

⁵Entretanto mais largas que as linhas das galáxias SB típicas.

⁶Sigla da definição em inglês: *Low-ionization nuclear emission-line region*

vadas nas LINERs eram produzidas por choques no núcleo da galáxia hospedeira. Realmente, o espectro ótico devido aos choques em um gás aquecido é bastante similar aos espectros observados em LINERs (e.g. Dopita & Sutherland, 1995). Segundo os modelos de Ferland & Netzer (1983), as linhas de emissão observadas nesta classe de objetos (e demais AGNs) podem ser formadas em um gás denso fotoionizado por uma fonte não térmica. Ou seja, a fonte ionizante pode ser um AGN de baixa luminosidade, hipótese esta suportada pela descoberta de linhas de emissão largas ($\text{FWHM} > 1000 \text{ km s}^{-1}$) no espectro de vários LINERs (e.g. Storchi-Bergmann et al., 1993, Bower et al., 1996, Ho et al., 1997) e evidências de discos de acreção em buracos negros (e.g. Barth et al., 2001, Fathi et al., 2006). Por outro lado, existem os defensores de que a fonte de fótons ionizantes pode ser um aglomerado jovem e compacto, formado por estrelas quentes do tipo Wolf-Rayet (WR) ou OB, localizado no núcleo da galáxia hospedeira (Terlevich & Melnick, 1985, Filippenko & Terlevich, 1992, Shields, 1992, Barth & Shields, 2000). Recentemente, Flohic et al. (2006) sugeriram que as linhas nas LINERs são produzidas pela interação mecânica do jato (ou vento) do AGN com o gás *circumnuclear* ou por processos devido às estrelas pós-AGB de população velha ou idade intermediária.

1.2.4 Galáxias Starburst

As galáxias com atividade do tipo *Starburst* (SB) foram estudadas pioneiramente por Morgan (1958), que identificou estruturas peculiares na região nuclear de algumas galáxias, passando a chamá-las de *Hot Spots*. Sérsic & Pastoriza (1965, 1967), em um estudo sistemático de galáxias com este tipo de núcleo, demonstraram que as galáxias com núcleo peculiar têm tipo morfológico que corresponde a uma espiral barrada ou uma espiral intermediária, e podem ter dois tipos de núcleo: os *Hot Spots* e os que eles chamaram de *Núcleo Amorfo*. Mais tarde estes objetos passaram a ser conhecidos como galáxias Sérsic-Pastoriza (Osmer et al., 1974). Posteriormente, Pastoriza (1967, 1975) demonstrou que as características destes objetos eram bastante similares às regiões H II. Osmer et al. (1974) estudaram seis das galáxias espirais com núcleos morfológicamente peculiares identificadas previamente por Sérsic & Pastoriza (1965, 1967), e confirmaram os resultados apresentados por Pastoriza (1975).

Estes resultados pioneiros desencadearam uma série de estudos a fim de compreender melhor a natureza destas galáxias, cujas propriedades físicas se assemelham às das regiões H II. As galáxias mais propensas a apresentarem linhas de emissão em seus espectros são as espirais, fundamentalmente por terem grandes quantidades de

gás. As linhas de emissão estão presentes especialmente nos espectros de galáxias com alta taxa de formação estelar, que são atualmente chamadas de Starburst. Estas foram identificadas primeiramente pelas suas intensas linhas de emissão na região óptica do espectro eletromagnético, conforme discutido acima. Uma característica inerente a objetos com alta taxa de formação estelar é uma largura equivalente da linha $H\alpha$ cerca de 10 vezes maior que em galáxias espirais de mesmo tipo de Hubble (Elmegreen, 1998).

A descoberta de formação estelar *circumnuclear* em algumas galáxias (e.g. NGC 1097, NGC 4321, NGC 3351, NGC 5248) do tipo Sérsic-Pastoriza (e.g. Pastoriza, 1967, 1975, Osmer et al., 1974, Hummel et al., 1987, Arsenault et al., 1988, Elmegreen et al., 1997) e a descoberta de que alguns destes objetos possuem um núcleo do tipo LINER (e.g. Storchi-Bergmann et al., 1993, Bower et al., 1996, Ho et al., 1997) desencadearam uma série de estudos no sentido de verificar se existe uma conexão AGN-Starburst. Com o propósito de investigar esta conexão, Pastoriza et al. (1999) demonstraram que os espectros de objetos localizados próximos às regiões de transição entre regiões H II e LINERs, nos diagramas de diagnóstico, podem ser descritos por uma combinação de um AGN com uma região H II.

1.2.5 A fonte de energia dos AGNs

Um dos aspectos fundamentais no estudo dos AGNs é explicar a natureza da fonte de energia destes objetos. Apesar da grande gama de características observadas em AGNs, tais como: pequeno tamanho; alta luminosidade do núcleo; distribuição espectral de energia distinta das galáxias normais, com forte emissão no UV, raio-X e IR (veja Fig. 1.2); intensas linhas de emissão; variabilidade do contínuo e das linhas de emissão; forte emissão em rádio, observa-se que eles compartilham várias propriedades. Tendo isso em vista, tenta-se desenvolver o que os astrônomos chamam de Modelo Unificado, ou seja, acredita-se que a fonte de energia seja a mesma para todos os tipos de AGNs (e.g. Osterbrock, 1978, Antonucci & Miller, 1985).

O modelo atualmente mais aceito evolui a partir de uma idéia apresentada por Osterbrock (1978). A sugestão proposta por ele apenas considerava as galáxias Seyfert 1 e 2, as quais seriam fisicamente o mesmo objeto, mas nas Sy 2 a região de linhas largas estaria oculta por um toróide de poeira. Deste modo, um observador que olhasse para o núcleo ao longo do eixo do toróide (*face on*) veria ambas as regiões de linhas, estreitas e largas, e classificaria este objeto como sendo uma Sy 1. Por outro lado, se o observador olhasse a galáxia perpendicularmente ao eixo do toróide (*edge on*) veria apenas a região de linhas estreitas e classificaria-a como

Sy 2. Isto explica a ausência de linhas largas em alguns objetos e a similaridade entre os espectros de linhas estreitas. Neste modelo, a fonte de energia pode ser gravitacional, envolvendo grandes concentrações de massa, em um volume muito pequeno, ou seja, objetos muito densos, conhecidos como buracos negros. Esta nomenclatura deve-se ao fato da energia gravitacional ser tão alta, neste objeto, que a velocidade de escape do mesmo é igual à velocidade da luz no raio de Schwarzschild.

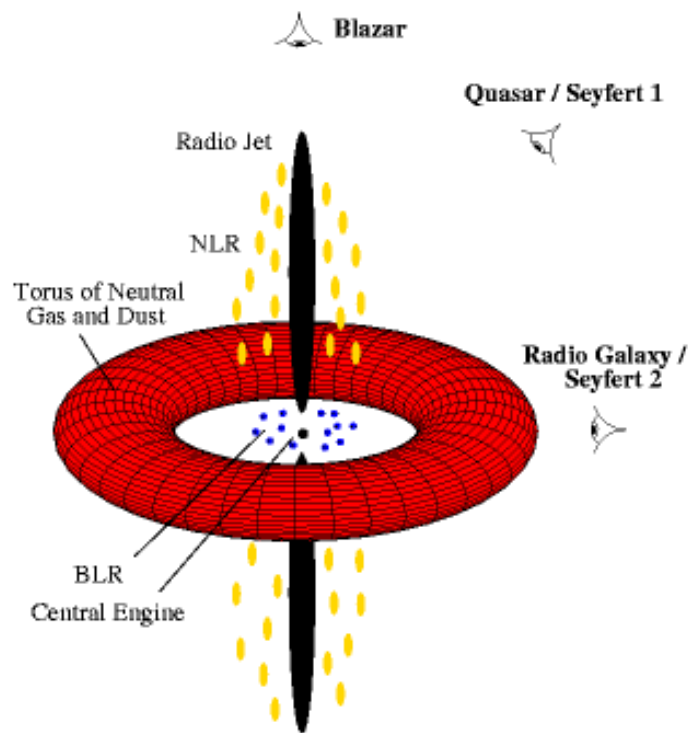


Figura 1.3: Figura esquemática para o modelo unificado dos núcleos ativos de galáxias. A figura está fora de escala. Adaptada de: <http://www.jb.man.ac.uk/research/agn/neutral.html>

Outra vertente defende a idéia de AGNs sem buracos negros (e.g. Terlevich & Melnick, 1985). Neste caso, estrelas quentes podem ser a fonte de energia necessária para ionizar o gás na região de linhas estreitas dos AGNs⁷. Terlevich & Melnick (1985) propuseram um cenário onde a fonte ionizante central é composta por um aglomerado jovem, massivo e rico em metais contendo estrelas WR com temperaturas de $\sim 150\,000$ K, o que eles chamaram de “warmers”. Um aglomerado com esta característica possui um espectro de ionização forte o suficiente para ionizar um gás nas mesmas condições físicas do encontrado na região de linhas estreitas dos AGNs (e.g. Terlevich & Melnick, 1985, Cid Fernandes et al., 1992). Esta idéia ganhou

⁷Este modelo é conhecido como *The starburst model for AGN*.

força, pois alguns anos depois Maeder & Meynet (1988) demonstraram a partir de modelos de evolução estelar a possível existência destas estrelas, baseados no fato de que uma alta taxa de perda de massa pode arrancar as camadas externas das estrelas, expondo o interior delas. Entretanto, este modelo baseado em estrelas quentes não era capaz de explicar a emissão em raio-X e rádio, as propriedades de BLR e a variabilidade observada nos AGNs. Terlevich (1992) apresenta uma possível solução para explicar estas propriedades dos AGNs, consiste no fato de incluir remanescentes de supernovas compactas nos modelos baseados em estrelas quentes. Contudo, este modelo não é capaz de explicar algumas propriedades observadas em AGNs, tais como: a micro-variabilidade, a rápida variabilidade no raio-X e a presença de linhas de Fe II nos espectros dos AGNs (Cid Fernandes, 1997).

A Fig. 1.3 é um diagrama esquemático para explicar o modelo unificado dos núcleos ativos de galáxias. A primeira evidência observacional convincente de que as galáxias Sy 1 e Sy 2 são objetos de mesmo tipo foi apresentada por Antonucci & Miller (1985), a partir de um estudo de espectropolarimetria da galáxia Sy 2 NGC 1068. O modelo de AGN, com buraco negro central, tem ganho força, especialmente nos últimos anos. Por exemplo, recentemente Fathi et al. (2006) encontraram evidências observacionais claras de queda de gás na direção do núcleo de NGC 1097. Rodríguez-Ardila & Mazzalay (2006) demonstram que o excesso de emissão observado no infravermelho em Mrk 1239 segue uma distribuição de corpo negro com $T=1200\text{K}$. Este valor é próximo ao da temperatura de sublimação de grãos de poeira compostos por grafite. Isto sugere que provavelmente eles observaram evidências diretas do toróide de poeira previsto pelo modelo unificado, proposto por Antonucci & Miller (1985).

1.3 A população estelar de AGNs

Formação estelar circumnuclear é um evento freqüentemente observado em galáxias ativas (e.g. Sturm et al., 1999, Contini et al., 2002, Storchi-Bergmann et al., 2005, Shi et al., 2006). Nos últimos anos, evidências observacionais, tais como a detecção de hidrocarbonetos aromáticos policíclicos (PAH), confirmaram a presença de surtos de formação estelar nucleares/circumnucleares em galáxias que hospedam um núcleo ativo (e.g. Tokunaga et al., 1991, Mizutani et al., 1994, Imanishi & Dudley, 2000, Imanishi, 2002, Rodríguez-Ardila & Viegas, 2003).

Estudos utilizando espectroscopia óptica e ultravioleta, baseados na detecção de linhas em absorção tais como: as linhas de mais alta ordem da série de Balmer e

linhas de He I; assinaturas espectrais de estrelas Wolf-Rayet (emissão em $\sim 4680\text{\AA}$) e forte diluição das linhas metálicas ao longo do núcleo, revelaram evidências de formação estelar recente em uma fração significativa das galáxias Sy 2. Por exemplo, Storchi-Bergmann et al. (2000) ao estudarem a população estelar da região central de 20 galáxias Sy 2 constataram que cerca de 50% dos objetos têm populações estelares jovens a intermediárias na região nuclear, com 30% delas apresentando surtos de formação estelar com idades menores que $500 M_{\text{anos}}$. Storchi-Bergmann et al. (2000) não detectaram formação estelar recente em 9 das galáxias.

Em um estudo similar, González Delgado et al. (2001)⁸ inferem que mais da metade dos objetos por eles estudados apresentam evidências da presença de populações estelares jovens a intermediárias, devido à presença de linhas em absorção de alta ordem da série de Balmer e/ou linhas em absorção de He I. Em 40% das fontes, segundo os autores, são observadas linhas em absorção devido a populações estelares velhas.

Joguet et al. (2001) ao estudarem o espectro de 79 galáxias Sy 2, no intervalo de 3500 a 5300 \AA , também concluíram que cerca de 50 % das galáxias estudadas hospedam populações estelares jovens em suas regiões centrais, enquanto que a outra metade é caracterizada por populações estelares velhas.

A presença de populações estelares jovens no núcleo de galáxias Sy 2 também é detectada com métodos de síntese de populações que envolvem o uso de uma Base de Elementos (para mais detalhes veja o Cap. 5). Seja a Base de Elementos composta por populações estelares simples (SSPs) (e.g. Cid Fernandes et al., 2004) ou por aglomerados estelares reais (e.g. Schmitt et al., 1999, Raimann et al., 2001).

Como podemos ver, as populações estelares de AGNs, são intesamente estudadas nas bandas ópticas e na região ultravioleta do espectro eletromagnético, contudo, na região do NIR as populações estelares das galáxias são pobremente conhecidas. Isto deve-se ao fato de que traçar populações estelares no NIR é difícil (Oliva et al., 1995). Na região do NIR, exceto por alguns métodos baseados nas bandas moleculares do CO(2-0) (especialmente em $1.6\mu\text{m}$) ou na linha de Br γ em emissão (e.g. Origlia et al., 1993, Oliva et al., 1995, Davies et al., 2007), a detecção de características espectrais que permitam a identificação e datação de populações estelares jovens, na região central de AGNs é difícil. Os resultados dos poucos objetos estudados no NIR apontam para populações estelares dominantes com idades intermediárias (Davies et al., 2007).

⁸que também estudou as populações estelares de 20 galáxias Sy 2, utilizando métodos similares aos adotados por Storchi-Bergmann et al. (2000).

1.4 Motivação

Do ponto de vista espectroscópico, os AGNs são pobremente estudados no NIR, particularmente na região espectral que compreende o intervalo entre $1\mu\text{m}$ e $2.4\mu\text{m}$. Esta região mantém-se ausente na maioria dos *surveys*, pois os detectores CCD óticos e os satélites infravermelhos não abrangem este intervalo espectral. Como consequência, conhecem-se pobremente as propriedades físicas dos AGNs nesta zona de transição. Esta região que contém muitas características interessantes, tanto no contínuo quanto no espectro de emissão, pode ajudar a desvendar as propriedades físicas do gás responsável pelas linhas de emissão na região nuclear dos AGNs. Graças às novas gerações de detectores infravermelhos, tornou-se possível realizar espectroscopia com uma resolução moderada em fontes fracas e estendidas como galáxias e quasares. Além disso, a disponibilidade de espectrógrafos capazes de realizar espectroscopia de dispersão cruzada, oferecendo uma cobertura espectral simultânea de toda a faixa $0.8\mu\text{m}$ - $2.4\mu\text{m}$, tornou possível estudar a região do NIR sem os efeitos de abertura e *seeing* que geralmente afetam a espectroscopia de fenda longa nas bandas *JHK*.

O interesse na faixa espectral abrangida pelo NIR é grande. Por exemplo, a distribuição espectral de energia que domina na região ultra-violeta e óptica têm uma quebra em $\sim 1.1\mu\text{m}$ (Barvainis, 1987, Kishimoto et al., 2005). Ao mesmo tempo, a emissão nuclear devido ao reprocessamento de poeira quente passa a ser uma fonte importante de emissão do contínuo, em sua maioria na banda *K* e comprimentos de onda maiores (Barvainis, 1987, Rodríguez-Ardila & Mazzalay, 2006, Glikman et al., 2006). O fato do NIR ser menos afetado por efeitos de extinção do que a região óptica torna mais fácil a detecção de AGNs mascarados por poeira, objetos estes que são freqüentemente associados a galáxias SB ou galáxias infravermelhas ultraluminosas (ULIRG). Deste modo, torna-se possível uma melhor compreensão da conexão AGN-SB. Além disso, a espectroscopia de AGNs do universo local, torna possível a construção de bibliotecas espectrais para estudar as principais características e os processos físicos dos AGNs. Com esta idéia, recentemente Glikman et al. (2006) publicou uma biblioteca para AGNs, feita a partir de observações de quasares com *redshifts* na faixa de $0.118 < z < 0.418$. Eles estudaram as linhas de emissão destes objetos no NIR, revelando as linhas da série de Paschen, oxigênio, hélio e enxofre proibido.

Como vimos na Sec. 1.3, a formação estelar recente é observada freqüentemente na região central de galáxias com núcleo ativo. Logo, para estudar as componentes do contínuo dos AGNs na região do NIR, é necessário determinarmos a contribuição

da população estelar no contínuo dos AGNs no NIR. Contudo, conforme mencionamos anteriormente, determinar qual a população estelar que domina a luz no NIR com confiabilidade é difícil. Felizmente, os modelos evolucionários de síntese de populações estelares (EPS) apresentados por Maraston (2005), por incluírem espectros empíricos de estrelas ricas em carbono e oxigênio (Lançon & Wood, 2000), são capazes de prever a presença de bandas moleculares como: CH, CN e C₂, localizadas na região do NIR. A detecção da banda molecular do CN em 1.1 μ m, no espectro de AGNs, foi recentemente reportada por Riffel et al. (2007). A presença da mesma, segundo os modelos de Maraston (2005), no espectro de uma galáxia é considerada uma evidência clara de populações estelares jovens/intermediárias com idades variando entre $0.3 \lesssim t \lesssim 2G_{\text{anos}}$. Logo, os modelos EPS apresentados por Maraston (2005) tornam possível a datação das populações estelares que dominam a luz no infravermelho próximo, permitindo assim o estudo de cada uma das componentes⁹ responsáveis pelo contínuo observado no NIR.

Outro desafio interessante para o entendimento dos processos físicos que ocorrem nos núcleos ativos de galáxias é explicar qual é o mecanismo dominante na excitação do gás na região de linhas estreitas, ou seja, se é devido aos processos estelares (fotoionização por estrelas do tipo O ou B) ou aos processos não-estelares (fotoionização por uma fonte central ou choques devidos aos jatos rádio). Esta ambigüidade é mais evidente ao estudar espécies de baixa ionização, como [Fe II] e hidrogênio molecular (H₂), linhas estas que são características da região NIR do espectro eletromagnético. Estas linhas são detectadas em galáxias com vários graus de atividade nuclear, desde objetos cujos processos dominantes na excitação do gás se devem às estrelas (*starburst-dominated*), até aqueles onde o mecanismo dominante é uma fonte central (*AGN-dominated*). Com particular importância, o segundo grupo, onde modelos unificados (Antonucci & Miller, 1985) prevêem a presença de um toróide molecular que obscurece o núcleo de acordo com o ângulo de visada do observador (veja seção 1.2.5). Devido à profundidade óptica (A_v) que este toróide implica, pode-se pensar que o mesmo serve como um reservatório natural de gás molecular, protegendo-o de ser dissociado pelo intenso campo de radiação da fonte central. Sugere-se que provavelmente o toróide é o responsável pelas linhas moleculares, como o H₂, observadas em AGNs. De fato, Galliano & Alloin (2002) e Gratadour et al. (2003), utilizando espectroscopia com resolução de sub-arco de segundos em NGC 1068, encontraram evidências de um disco de H₂ em escalas de dezenas de parsecs (pc), correlacionado-o com o toróide do modelo unificado.

⁹Componente estelar, não-térmica e poeira quente.

Contudo, caso um surto de formação estelar esteja ocorrendo, ou ocorreu recentemente, a presença das nuvens moleculares associadas à formação estelar contamina o espectro de emissão do AGN. Devido a isso, ainda não se sabe se as linhas de H_2 observadas em AGNs estão associadas diretamente ao toróide ou à formação estelar *circumnuclear*. Também é possível que o gás molecular esteja associado diretamente ao AGN, mas distribuído na região *circumnuclear*, em escalas de algumas centenas de pc. Neste caso, a excitação do gás molecular pode ocorrer por mais de um processo. Choques provocados pelos jatos rádio e aquecimento por raio X, são mecanismos aceitáveis para tal, e foram sugeridos a partir de estudos observacionais (Knop et al., 1996, Reunanen et al., 2002, Rodríguez-Ardila et al., 2004, 2005a, Riffel-Rogemar et al., 2006, 2008). Frequentemente sugere-se que as linhas do [Fe II] e do H_2 são formadas pela mesma parcela do gás e fortemente associadas a regiões de formação estelar. Entretanto, evidências acumuladas nos últimos anos revelam que o [Fe II] em AGNs pode estar relacionado a diferentes fontes, mas muito provavelmente todas associadas à fonte central (Forbes & Ward, 1993, Goodrich et al., 1994, Simpson et al., 1996, Alonso-Herrero et al., 1997, Mouri et al., 2000, Rodríguez-Ardila et al., 2004, 2005b).

1.5 Objetivos do presente trabalho

Como vimos acima, ainda existem questões fundamentais para o entendimento da física dos AGNs. A região espectral do NIR nos oferece uma oportunidade única para responder algumas destas questões, tais como:

- Quais são as linhas em emissão características desta faixa espectral? Há uma relação entre as linhas de emissão e/ou razões de linhas de emissão com o tipo de atividade nuclear?
- Quais são as componentes que contribuem para o contínuo no NIR? É a componente estelar? A não térmica? Ou a poeira quente? Ou uma combinação delas? É possível quantificar as contribuições?
- A formação estelar obedece a um padrão nas galáxias ativas evidenciando assim a conexão AGN-SB?
- Qual é a localização do gás molecular nos AGNs? E qual o mecanismo dominante na excitação?

- Qual a origem, localização e constituição da poeira responsável pelo excesso observado no NIR?

Com o objetivo de responder a estas questões realizamos um estudo detalhado dos espectros de uma amostra de 51 galáxias do universo local, sendo estas divididas em 12 Sy 1, 13 NLS1, 7 quasares, 15 Sy 2 e 4 SB. Este trabalho está organizado da seguinte forma: no Cap 2 apresentamos a seleção, observação e redução dos dados. A caracterização da amostra é feita no Cap. 3. Os mecanismos de excitação e a cinemática do hidrogênio molecular são estudados no Cap. 4. O método utilizado para a síntese de população estelar é apresentado no Cap. 5. Os resultados da síntese de população estelar são discutidos no Cap. 6. O excesso observado na banda K dos AGNs é analisado no Cap. 7. As considerações finais são feitas no Cap. 8. Os artigos publicados estão no Apêndice A.

Capítulo 2

Observação e redução dos dados¹

Neste capítulo descreveremos como foi feita a seleção da amostra, as observações e a redução dos dados.

2.1 Seleção das galáxias

As 47 galáxias de núcleo ativo que compõem a nossa amostra estão divididas em 7 quasares, 13 NLS1, 12 Sy 1 clássicas e 15 Sy 2. Além destes objetos, observamos quatro galáxias SB, a título de comparação, totalizando desta forma 51 galáxias. A escolha da maioria dos objetos com atividade Sy 1, NLS1 e quasares (objetos de Tipo 1. Objetos de Tipo 2 são as Sy 2) não foi mera coincidência. Originalmente, selecionamos mais objetos de Tipo 1, pois a maioria dos dados no NIR disponíveis na literatura até então, eram dominados por galáxias Sy 2 e LINERs (Goodrich et al., 1994, Veilleux et al., 1997, Sosa-Brito et al., 2001). Ou seja, sabe-se muito pouco a respeito das propriedades espectroscópicas de fontes do Tipo 1, salvo alguns trabalhos em fontes individuais (ou em pequenas amostras) e ao recente atlas espectroscópico no NIR, de uma amostra de quasares (Glikman et al., 2006). Além disso, para evitar os efeitos de *blend* de linhas fracas com as componentes largas das linhas permitidas, demos ênfase ao estudo de galáxias Seyfert 1 de linhas estreitas (NLS1). Esta sub-amostra foi selecionada levando-se em conta o comportamento individual destas fontes nas bandas de energia do UV e/ou raios-X moles (0.5-2 Kev). Para tal utilizamos a lista de Boller et al. (1996). Posteriormente, aumentamos a nossa amostra com galáxias Sy 1 clássicas e Sy 2. A seleção destes objetos foi feita utilizando a amostra de CfA (Huchra & Burg, 1992). Finalmente, completamos a lista com alguns quasares selecionados do *Palomar Bright Quasar survey* [PG] (Schmidt

¹Processo feito por Pastoriza, M. G. & Rodríguez-Ardila, A.

& Green, 1983). A lista final e as principais características dos objetos selecionados são apresentadas na Tab. 2.1.

O principal critério para a seleção da amostra final foi incluir, tanto quanto possível, objetos muito bem estudados no óptico, ultravioleta e raio-X, o que permite estabelecer correlações entre a emissão no NIR com a dos outros intervalos espectrais. Outro critério utilizado foi limitar a magnitude na banda $K < 12$ mag. Este critério foi aplicado com o intuito de obter uma boa razão sinal ruído ($S/N > 50$), com um tempo de exposição razoável.

A nossa amostra é representativa da classe de AGNs do universo local (a maioria das fontes tem $z < 0.1$), pois é composta por objetos bem conhecidos e estudados nos outros comprimentos de onda. Além disto, é interessante chamar a atenção para o fato de que muitos dos objetos da nossa amostra foram estudados no NIR utilizando técnicas de imageamento. Apresentamos a amostra final bem como dados adicionais das galáxias, tais como: atividade, morfologia, *redshift* (z), excesso de cor Galáctico $[E(B-V)_G]$, magnitude absoluta na banda B (M_B), ângulo de posição (PA) e raio da região integrada (r) na Tab. 2.1. O *redshift* correspondente foi retirado da base de dados do NED² e confirmado a partir das linhas mais intensas nos espectros individuais.

2.2 Observação e redução dos dados

Os espectros NIR foram obtidos com o IRTF³, telescópio de 3 m da NASA, localizado no monte Mauna Kea, Hawaii. As observações foram feitas entre Abril de 2002 e Junho de 2004. O espectrógrafo utilizado foi o SpeX (Rayner et al., 2003) no modo curto de dispersão cruzada (SXD, 0.8-2.4 μ m). Em todos os casos, o detector utilizado foi CCD ALADDIN 3 InSb de 1024 \times 1024 pixels, com uma escala espacial de 0.15"/pixel. Uma fenda de 0.8" \times 15" foi utilizada, resultando em uma resolução espectral de 360 km s⁻¹. Este valor foi determinado a partir das linhas do céu e confirmado com as linhas das lâmpadas de comparação, sendo constante ao longo de todo o intervalo espectral, com uma pequena variação de $\sim 3\%$. Durante as diferentes noites, o *seeing* variou entre 0.7" e 1". As observações foram feitas no modo ABBA, com tempos de integração típicos variando de 120 s a 180 s por *frame* e com tempo total de observação da fonte variando entre 35 e 50 min. Algumas galáxias foram observadas em várias noites. Neste caso, os espectros foram combinados após

²NASA/IPAC Extragalactic Database, disponível em: <http://nedwww.ipac.caltech.edu/>

³Infrared Telescope Facility

a redução, formando um espectro unidimensional simples. Durante as observações, uma estrela do tipo A0V foi observada próxima a cada fonte, de modo a prover padrões telúricas com mesma massa de ar, que também foram utilizadas para a calibração em fluxo dos espectros.

Tabela 2.1: Propriedades básicas da amostra. As galáxias estão ordenadas de acordo com as suas ascensões retas.

ID	Galáxia	Atividade ^a	Morfologia ^b	z	$E(B-V)_G^a$ (mag)	M_B^b (mag)	PA deg	r (pc)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
1	Mrk 334	Sy1	Sbc	0.021956	0.047	-21.00	303	340
2	NGC 34	SB/Sy2	S0-a	0.019784	0.027	-20.47	0	230
3	NGC 262	Sy2	S0-a	0.015034	0.067	-20.22	160	175
4	Mrk 993	Sy2	Sa	0.015537	0.060	-20.56	160	241
5	NGC 591	Sy2	S0-a	0.015167	0.046	-20.57	160	206
6	Mrk 573	Sy2	S0-a	0.017259	0.023	-20.14	40	267
7	NGC 1097	Sy1	SBb	0.004253	0.027	-21.23	0	58
8	NGC 1144	Sy2	E	0.028847	0.072	-22.09	27	447
9	Mrk 1066	Sy2	S0-a	0.012025	0.132	-19.93	146	186
10	NGC 1275	Sy2	S0	0.017559	0.163	-22.61	135	272
11	NGC 1614	SB	SBc	0.015938	0.154	-21.41	0	154
12	MCG-5-13-17	Sy1	S0-a	0.012642	0.017	-19.88	0	196
13	NGC 2110	Sy2	E-SO	0.007789	0.375	-20.63	20	121
14	ESO 428-G014	Sy2	S0	0.005664	0.197	-19.23	345	88
15	Mrk 1210	Sy2	S?	0.01406	0.030	-19.78	58	220
16	Mrk 124	NLS1	S?	0.05710	0.015	-21.69	10	990
17	Mrk 1239	NLS1		0.01927	0.065	-19.03	0.0	335
18	NGC 3227	Sy1	SABa	0.00386	0.023	-20.12	158	67
19	H1143-192	Sy1		0.03330	0.039		45	520
20	NGC 3310	SB	SABb	0.00357	0.022	-20.03	158	56
21	PG1126-041	QSO		0.060000	0.055		10	>1000
22	NGC 4051	NLS1	SABb	0.00234	0.013	-19.95	132	37
23	NGC 4151	Sy1	SABa	0.00345	0.028	-20.05	130	58
24	Mrk 766	NLS1	SBa	0.01330	0.020	-20.34	112	230
25	NGC 4748	NLS1	S?	0.01417	0.052	-19.97	36	254
26	Ton 0156	QSO		0.549000	0.015		143	>1000
27	Mrk 279	NLS1	S0	0.03068	0.016	-21.08	0.0	480
28	NGC 5548	Sy1	S0-a	0.01717	0.020	-21.34	112	298
29	PG1415+451	QSO		0.114000	0.009		134	>1000
30	Mrk 684	Sy1	Sab	0.046079	0.021	-21.83	172	980
31	Mrk 478	NLS1	Sc	0.07760	0.014	-22.91	0.0	1200
32	NGC 5728	Sy2	Sa	0.01003	0.101	-21.47	36	160
33	PG 1448+273	QSO		0.06522	0.029		108	1020
34	Mrk 291	NLS1	SBa	0.03519	0.038	-20.62	84	550
35	Mrk 493	NLS1	Sb	0.03183	0.025	-21.26	0.0	500
36	PG 1519+226	QSO		0.137000	0.043		94	>1000
37	NGC 5929	Sy2	Sa	0.008312	0.024	-18.83	116	193
38	NGC 5953	Sy2	S0-a	0.006555	0.049	-19.72	0	165
39	PG 1612+261	QSO		0.13096	0.054		107	2050
40	Mrk 504	NLS1	S?	0.03629	0.050	-20.87	138	570
41	3C 351	BLRG		0.371940	0.023	-25.70	170	>1000
42	Arp 102B	Sy1		0.024167	0.024		0	700

Tabela 2.1: Continuação da Tab. 2.1

ID	Galáxia	Atividade	Morfologia ^b	z	E(B-V)G ^a	M_B^0	PA	r
43	1H 1934-063	NLS1		0.01059	0.293		0	349
44	Mrk 509	Sy1	S?	0.034397	0.057		0	730
45	Mrk 896	NLS1	Sab	0.02678	0.045		150	420
46	1H2107-097	Sy1		0.026525	0.233		338	565
47	Ark 564	NLS1	Sc	0.02468	0.060	-21.16	0.0	390
48	NGC 7469	Sy1	Sa	0.016317	0.069	-21.76	303	253
49	NGC 7674	Sy2	SBbc	0.028924	0.059	-21.94	303	448
50	NGC 7682	Sy2	Sab	0.017125	0.067	-20.73	314	179
51	NGC 7714	H II	Sb	0.009333	0.052	-20.48	348	115

a) do NED.

b) do HyperLeda - Database for physics of galaxies⁴.

A redução espectral dos dados, extração e calibração em comprimento de onda, foram realizados com o software SPEXTOOL⁵, desenvolvido pela equipe do SpeX para os usuários do IRTF (Cushing et al., 2004). Alguns objetos apresentam emissão estendida, contudo, no presente trabalho apenas utilizamos espectros da região nuclear.

Os espectros unidimensionais foram posteriormente divididos pela estrela de calibração a fim de subtrair as bandas telúricas dos mesmos. Posteriormente, os espectros foram calibrados em fluxo. Para estes dois procedimentos, outro software desenvolvido pela equipe do IRTF foi utilizado, o Xtelcor (Vacca et al., 2003). Finalmente, as diferentes bandas de cada galáxia foram unidas de modo a formar um único espectro unidimensional, cobrindo simultaneamente o intervalo de 0.8-2.4 μ m.

Após os procedimentos descritos acima, o espectro unidimensional foi corrigido por *redshift*. Para tal, utilizamos um valor médio de z determinado a partir das posições das linhas de [S III] λ 0.9531 μ m, Pa δ , He I λ 1.0830 μ m, Pa β e Br γ , valor este muito próximo aos listados no NED⁴ (erros \leq 3%). Aplicamos a correção de extinção Galáctica determinada a partir dos mapas infravermelhos do COBE/IRAS de Schlegel et al. (1998). O valor de E(B-V) utilizado para cada galáxia é encontrado na coluna 6 da Tab 2.1.

Os espectros finais calibrados e em comprimentos de onda de laboratório são apresentados da Fig. 2.1 até a Fig.2.8. Devido ao fato da região azul do espectrógrafo SpeX incluir o intervalo de 0.8-1.03 μ m, que não pertence à banda J padrão, no resto deste texto, vamos nos referir a este intervalo como banda z , seguindo a nomenclatura proposta pela equipe do SpeX.

⁴disponível em: <http://leda.univ-lyon1.fr/> (Paturel et al., 2003)

⁵Disponível no site do IRTF, em <http://irtf.ifa.hawaii.edu/Facility/spex/spex.html>

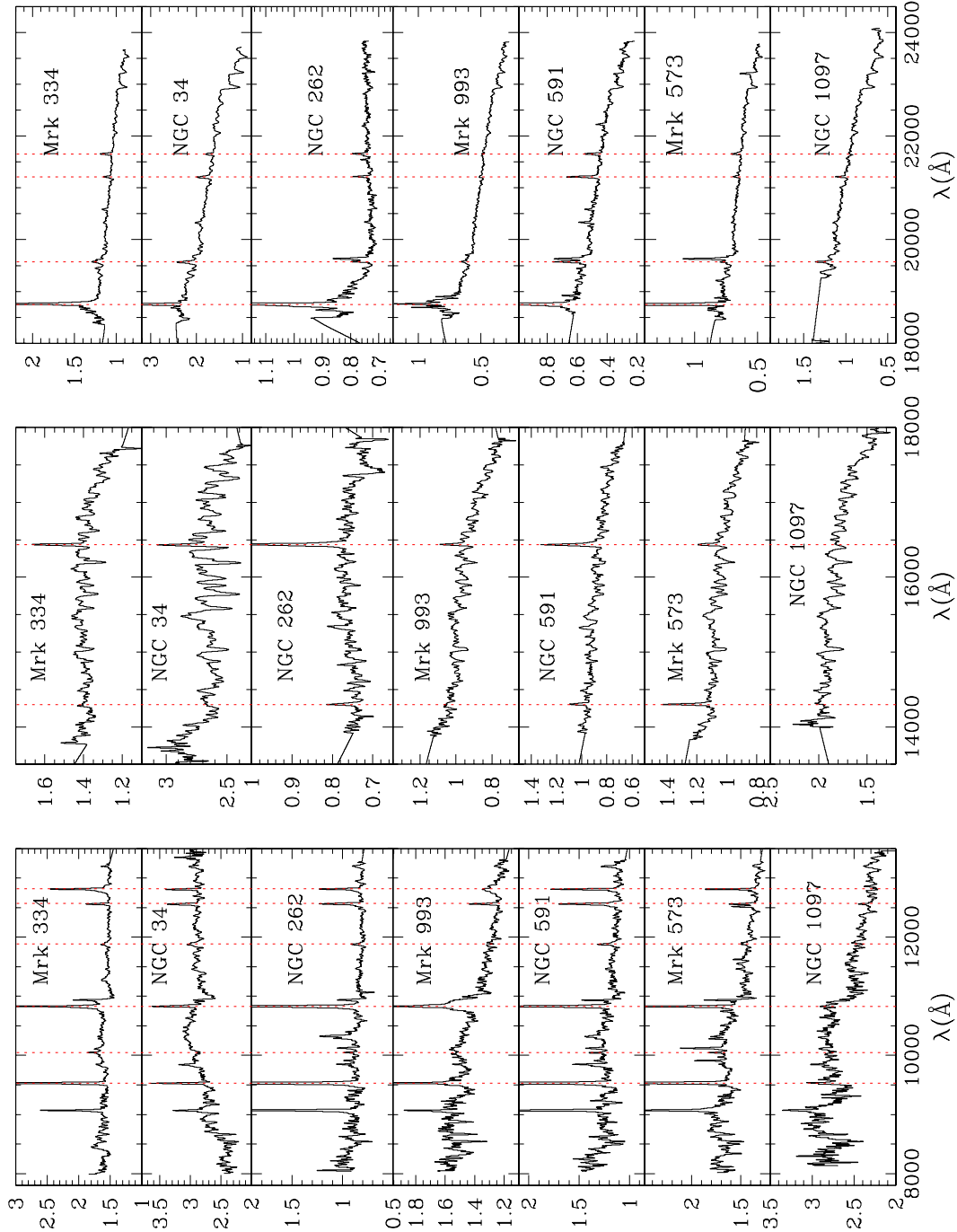


Figura 2.1: Espectros das galáxias no sistema de referência da Terra. No painel da esquerda apresentamos o espectro a banda $z+J$, no painel central a banda H e no painel da direita a banda K . A ordenada é o fluxo em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. As linhas pontilhadas são: $[\text{S III}]$ 0.9531 μm , $\text{Pa}\delta$, He I 1.0830 μm , $[\text{P II}]$ 1.1886 μm , $[\text{Fe II}]$ 1.2570 μm , $\text{Pa}\beta$ (painel da esquerda), $[\text{Si X}]$ 1.4300 μm , $[\text{Fe II}]$ 1.6436 μm (painel central), $\text{Pa}\alpha$, H_2 1.9570 μm , H_2 2.1213 μm e $\text{Br}\gamma$ (painel da direita).

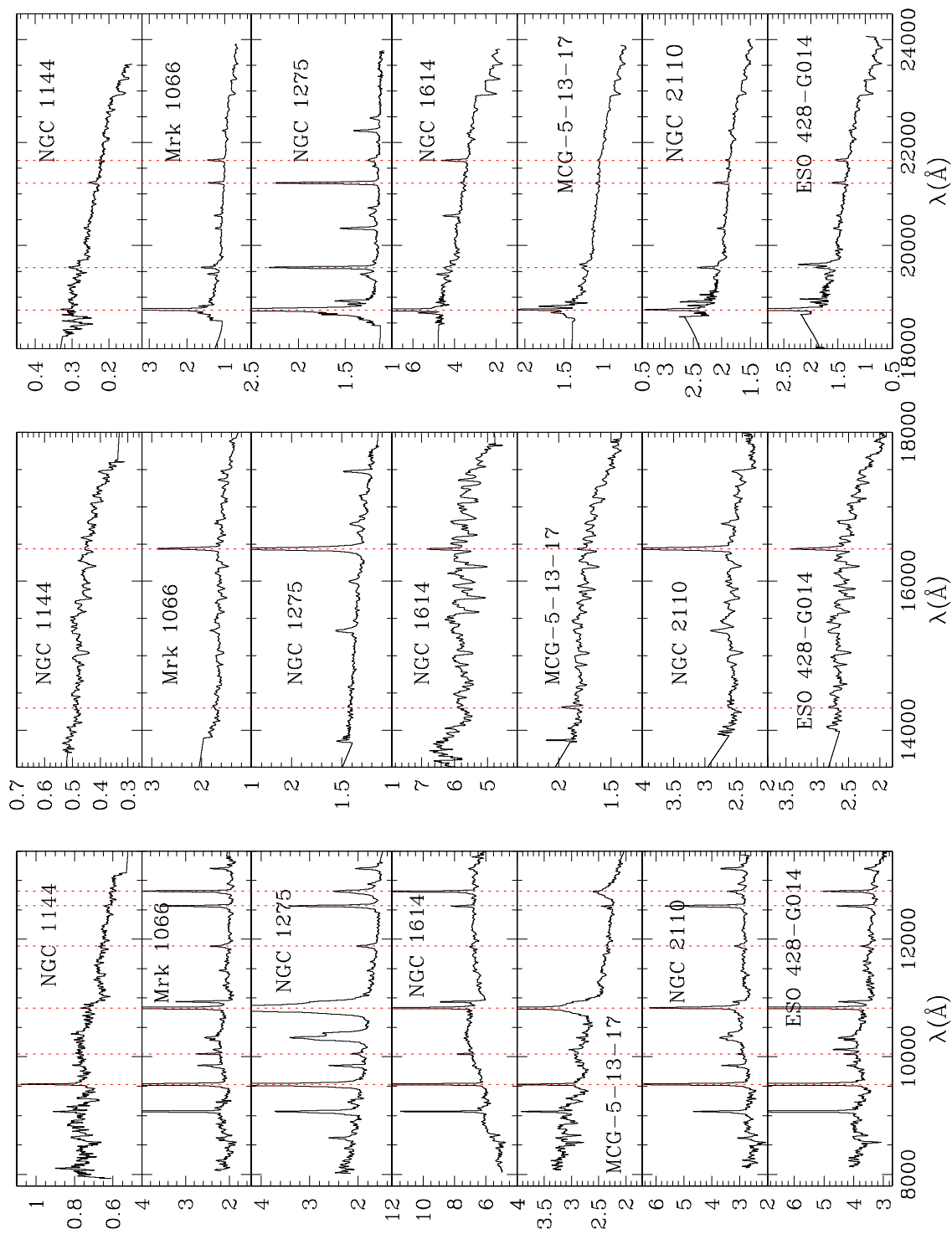


Figura 2.2: Idem à Fig. 2.1.

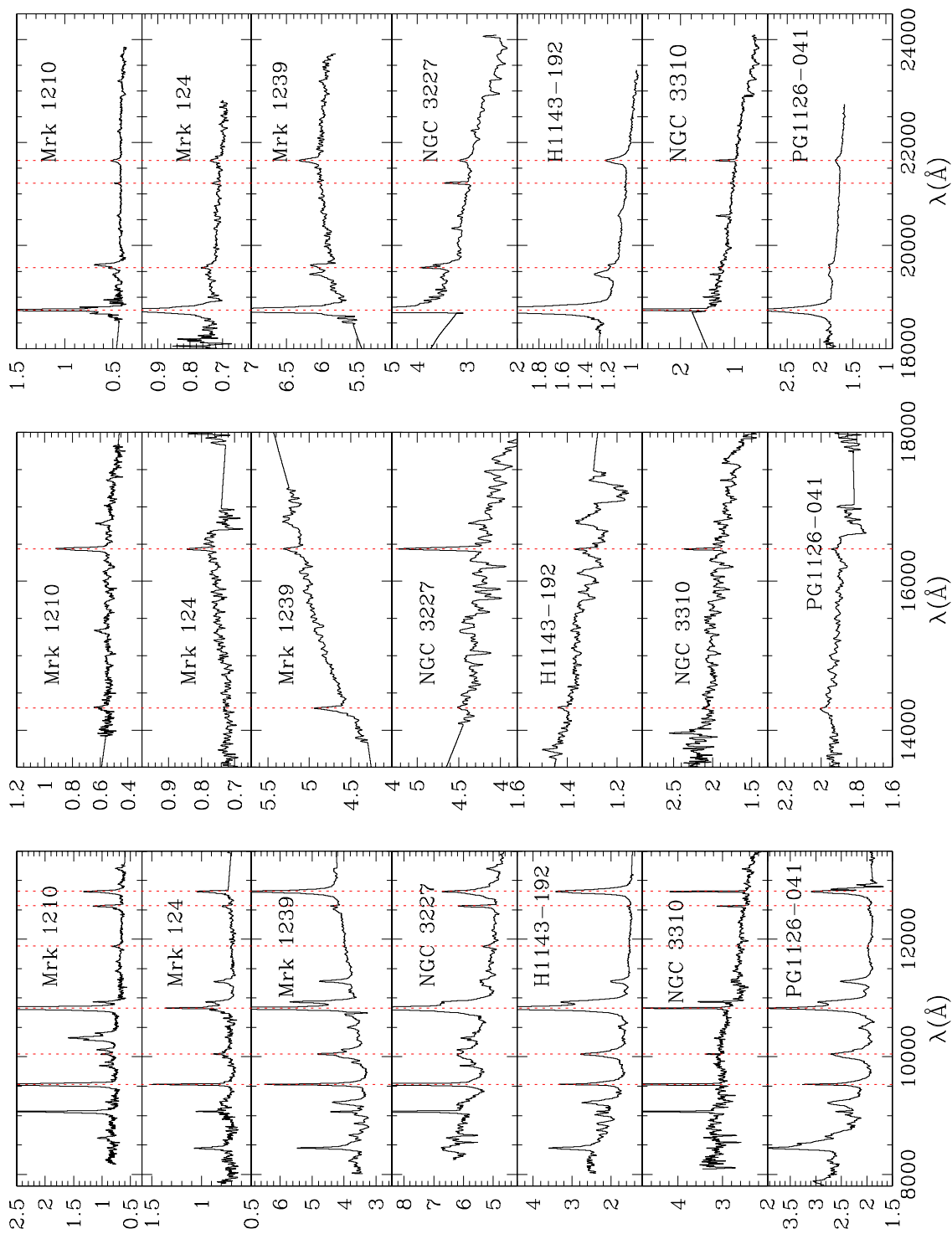


Figura 2.3: Idem à Fig. 2.1.

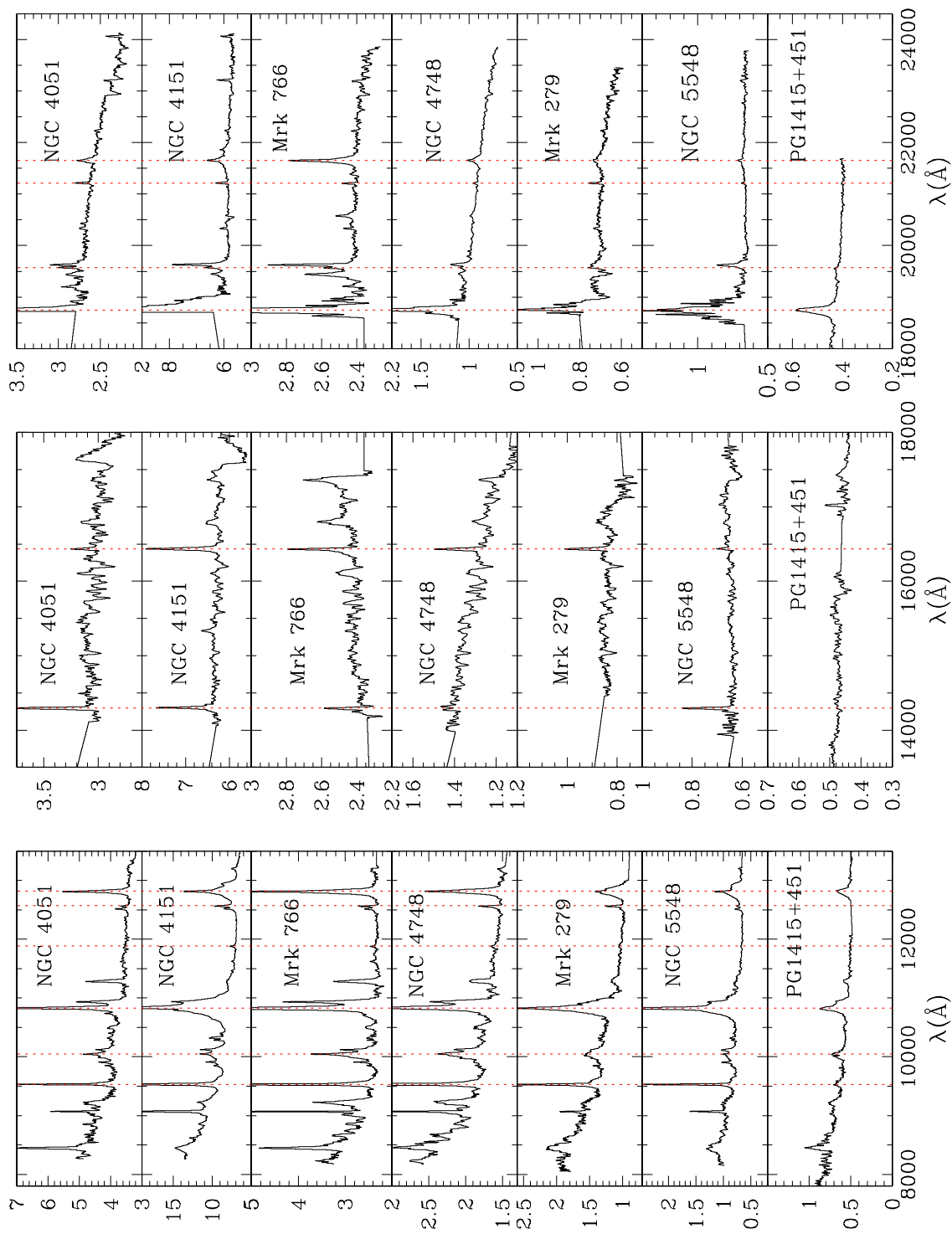


Figura 2.4: Idem à Fig. 2.1.

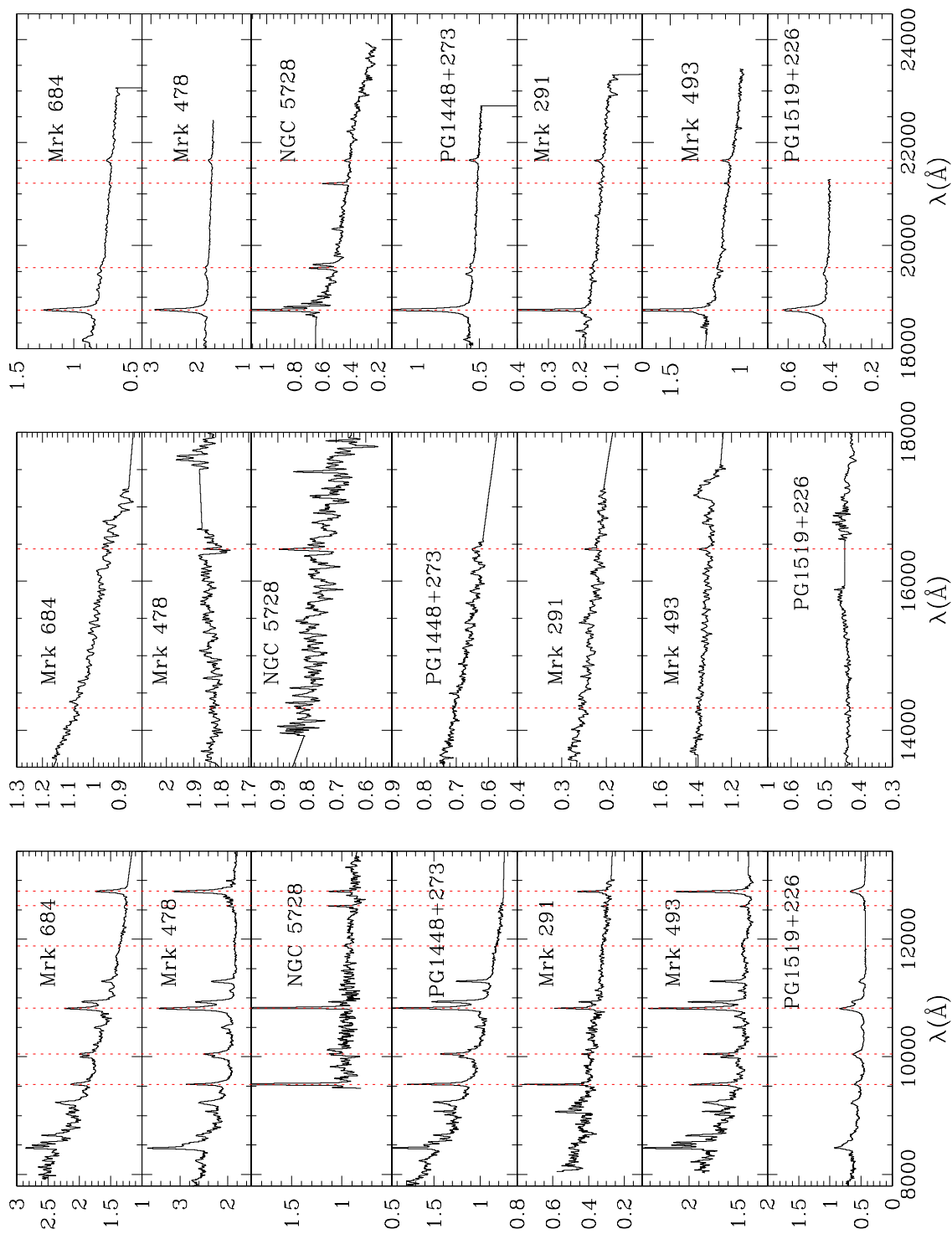


Figura 2.5: Idem à Fig. 2.1.

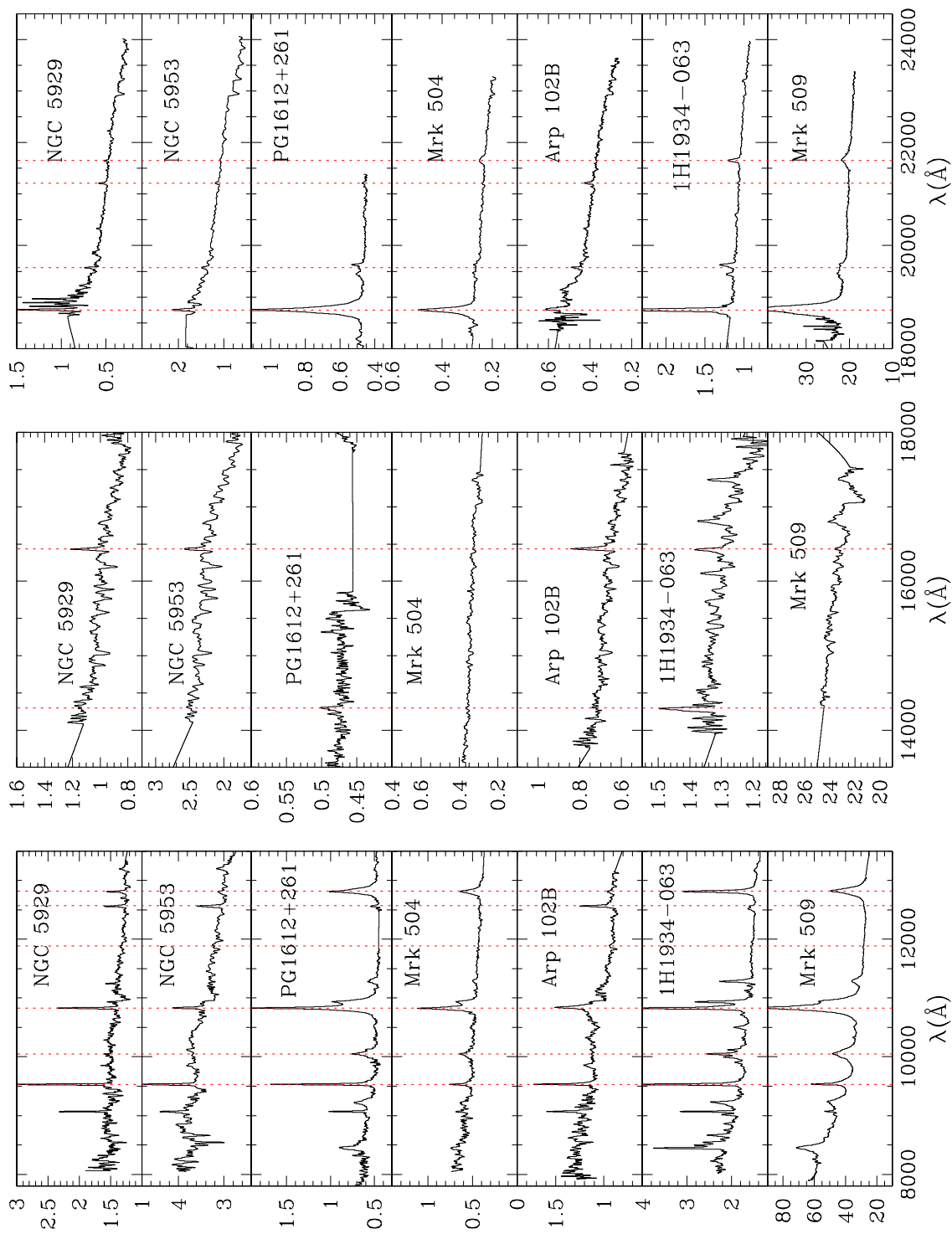


Figura 2.6: Idem à Fig. 2.1.

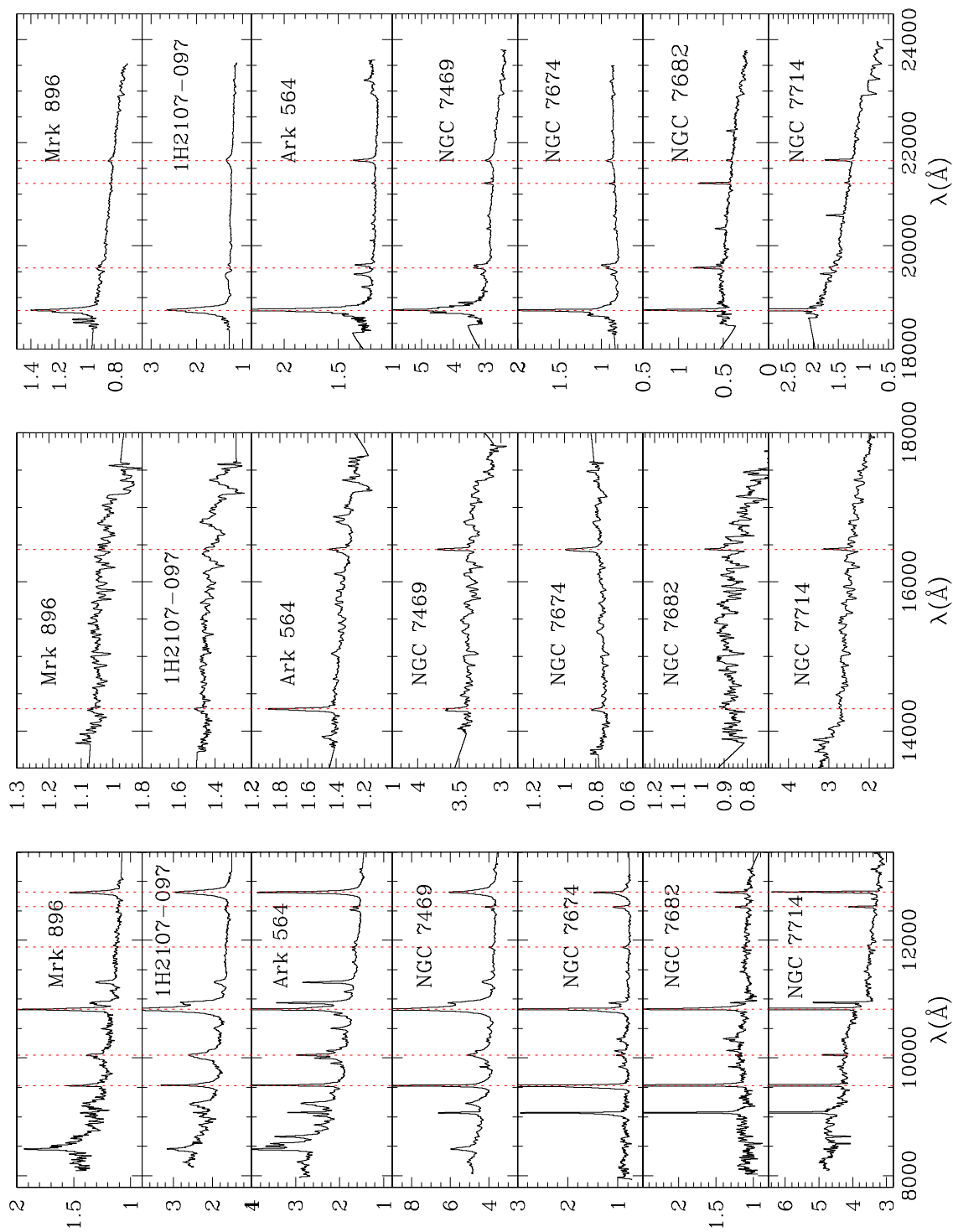


Figura 2.7: Idem à Fig. 2.1.

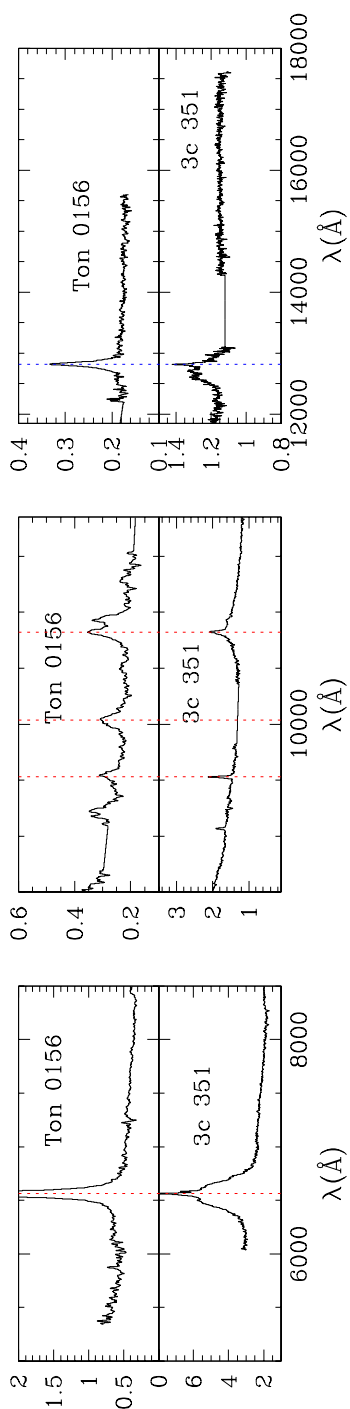


Figura 2.8: Espectros finais reduzidos para os dois quasares de alto *redshift*, no sistema de referência da Terra. No painel da esquerda apresentamos o espectro observado na banda $z+J$, no painel central encontra-se o espectro observado na banda H e no painel da direita apresentamos o espectro observado da banda K . A ordenada é o fluxo em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. As linhas pontilhadas são: $H\alpha$ (painel da esquerda) $[\text{S III}] 0.9531 \mu\text{m}$, $\text{Pa}\delta$, $\text{He I } 1.0830 \mu\text{m}$ (painel central) e $\text{Pa}\beta$ (painel da direita).

Capítulo 3

Caracterização da Amostra: Atlas de espectros de AGNs no infravermelho-próximo¹

3.1 O contínuo de AGNs no NIR

O contínuo dos AGNs tem sido muito estudado via fotometria de banda larga. Um dos resultados mais importantes é que a forma do contínuo está correlacionada com o tipo de atividade Seyfert, no sentido de que distribuições espectrais de energia (SEDs) mais planas tendem a ser encontradas em galáxias do tipo Sy 1, e mais inclinadas em galáxias Sy 2 (Alonso-Herrero et al., 2001, 2003, e referências). Contudo, nenhum estudo espectroscópico sistemático do contínuo em uma amostra representativa de AGNs foi realizado até a presente data. Estudos prévios realizados em fontes individuais ou em pequenas amostras, descrevem um contínuo bem ajustado por uma lei de potência quebrada, com um achatamento do contínuo começando em $\sim 1 \mu\text{m}$ (Thompson, 1995, Rudy et al., 2000, Rodríguez-Ardila et al., 2002a, Rodríguez-Ardila & Mazzalay, 2006). Observa-se um mínimo no contínuo em $\sim 1.1 \mu\text{m}$, provavelmente associado ao fim da distribuição espectral de energia que domina na região óptica, que deve-se à fonte central (AGN) e ao início da emissão devido ao reprocessamento desta energia pela poeira quente (Barvainis, 1987, Rudy et al., 2000). Boisson et al. (2002), em um estudo espectroscópico da banda H de 5 AGNs, conclui que o espectro nuclear das galáxias Sy 2 é dominado por estrelas, enquanto que evidências de diluição da componente estelar por poeira quente e/ou

¹Baseado em Riffel et al. (2006)

por uma lei de potência são encontradas para as Sy 1.

Com base no dito acima, caracterizamos o contínuo no NIR da nossa amostra de objetos, bem como o comparamos com outros dados disponíveis na literatura. Com este propósito, normalizamos os espectros à unidade em $12\,230\text{ \AA}$ para as galáxias de nossa amostra, exceto para os quasares, onde a normalização foi feita em $\lambda 11\,800\text{ \AA}$. As regiões em torno destas posições estão livres de linhas de emissão e absorção. O ponto de normalização para os quasares é diferente, pois quando convertemos os comprimentos de onda dos quasares para o sistema de referência local, o ponto $12\,230\text{ \AA}$ cai em uma região de má transmissão atmosférica. A análise do contínuo foi feita agrupando os espectros de acordo com os seus graus de atividade. Para cada tipo de AGN, organizamos os espectros de acordo com a forma de seu contínuo (Figs. 3.1-3.5), desde os mais azuis (topo) até os mais vermelhos (base).

3.1.1 Fontes de Tipo 1

Podemos observar claramente nas Figs. 3.1-3.5 que a forma dos contínuos dos quasares, das NLS1 e das Sy 1 são bastante similares nas bandas H e K , onde ele é plano ou decresce suavemente em fluxo com o aumento do comprimento de onda. Em contraste, na banda $z + J$, o contínuo varia desde aproximadamente plano, por exemplo Mrk 334 e Mrk 124, até aqueles com um contínuo extremamente azul com uma quebra em $\sim 1\mu\text{m}$, que é o caso da maioria dos quasares e de Mrk 509 e NGC 4151. À primeira vista, percebe-se que o excesso no NIR é bastante similar, em forma e intensidade, ao pequeno excesso no azul (SBB²) que é freqüentemente observado nos espectros ópticos das galáxias Sy 1 e dos quasares. O SBB, modelado em detalhes por Wills et al. (1985), foi descrito em termos de um agrupamento das linhas de Fe II, Mg II, linhas de Balmer de mais alta ordem e o contínuo de Balmer. Evidentemente, o extremo azul da região NIR do espectro eletromagnético não contém tantas linhas de Fe II como na região do óptico, capazes de criar um excesso de emissão no contínuo. Porém, o contínuo de Paschen e as linhas de Paschen de mais alta ordem podem contribuir para o excesso.

Os quasares Ton 156 e 3C 351, que no comprimento de onda de laboratório incluem uma grande parte da região óptica do espectro na banda z , nos fornecem importantes indícios para estudar a forma e extensão do excesso azul do NIR. Claramente, a emissão do contínuo nestas duas fontes com alto *redshift* decresce em fluxo com o aumento do comprimento de onda, sem mudanças apreciáveis em in-

²Do inglês, Small Blue Bump.

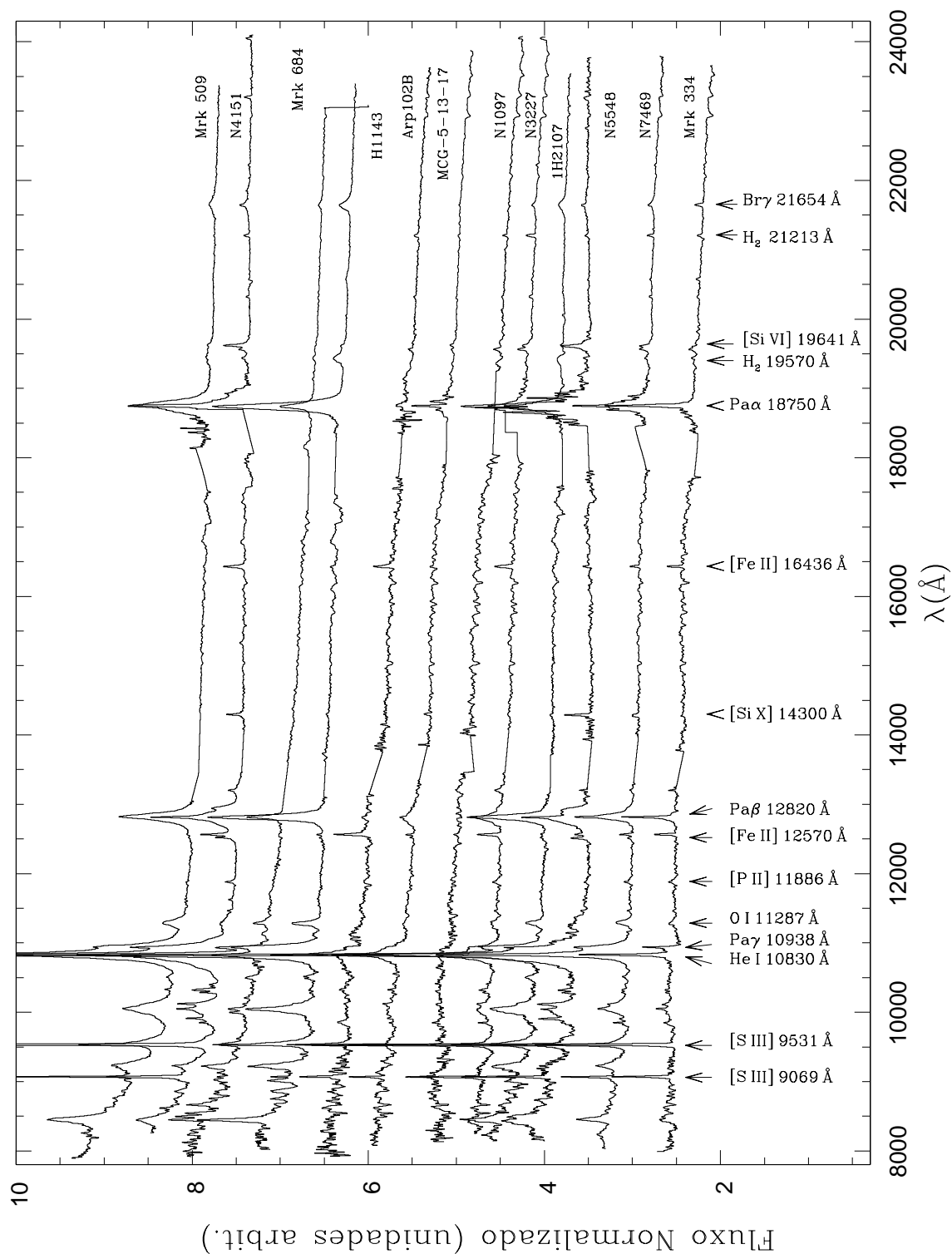


Figura 3.1: Espectros normalizados das galáxias Sy 1, ordenados de acordo com a forma, desde os mais inclinados (topo) até os mais planos (base). Algumas linhas de emissão foram identificadas. Para maiores detalhes veja o texto.

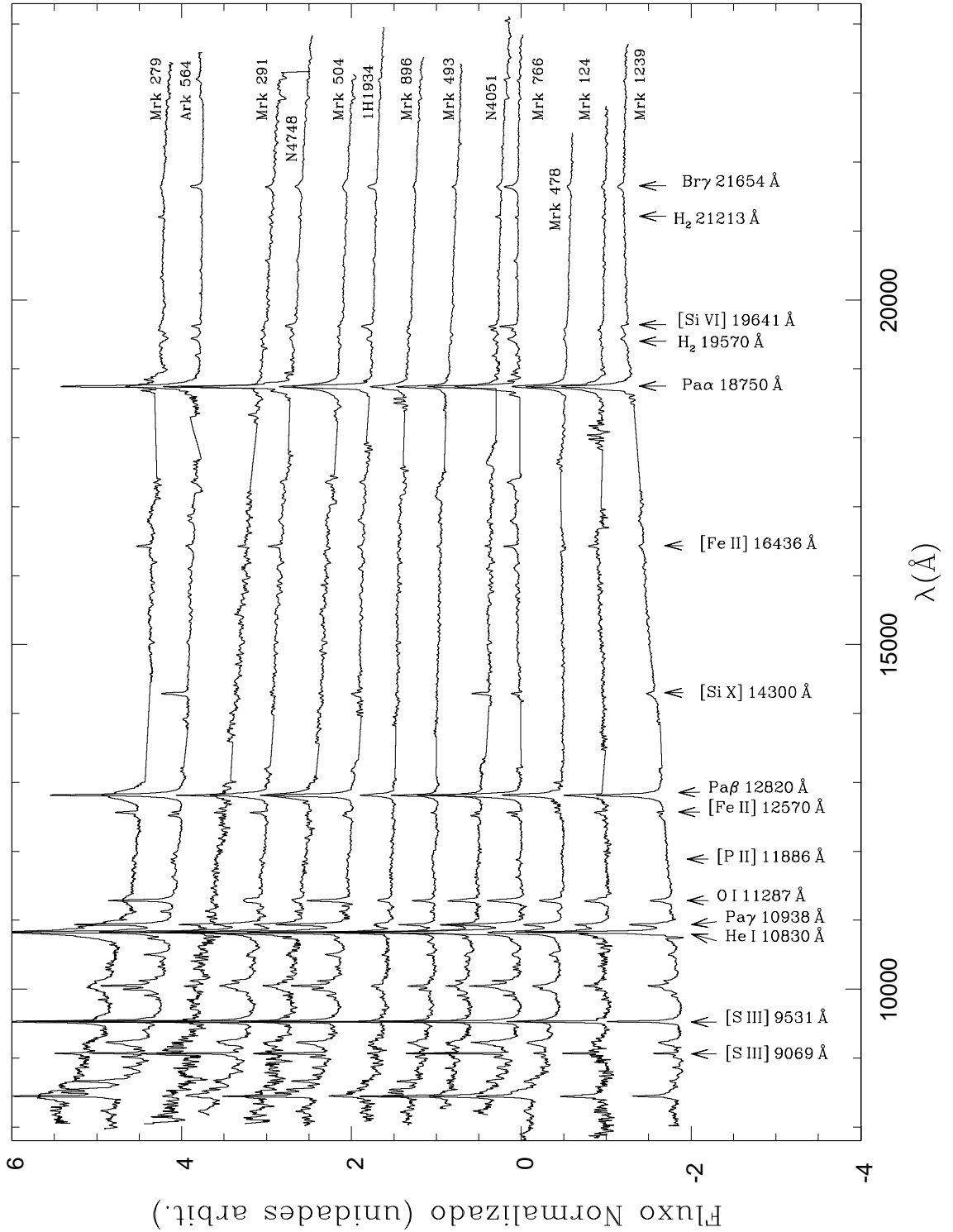


Figura 3.2: Espectros normalizados das galáxias NLS1, ordenados de acordo com a forma, desde os mais inclinados (topo) até os mais planos (base). Algumas linhas de emissão foram identificadas. Para maiores detalhes veja o texto.

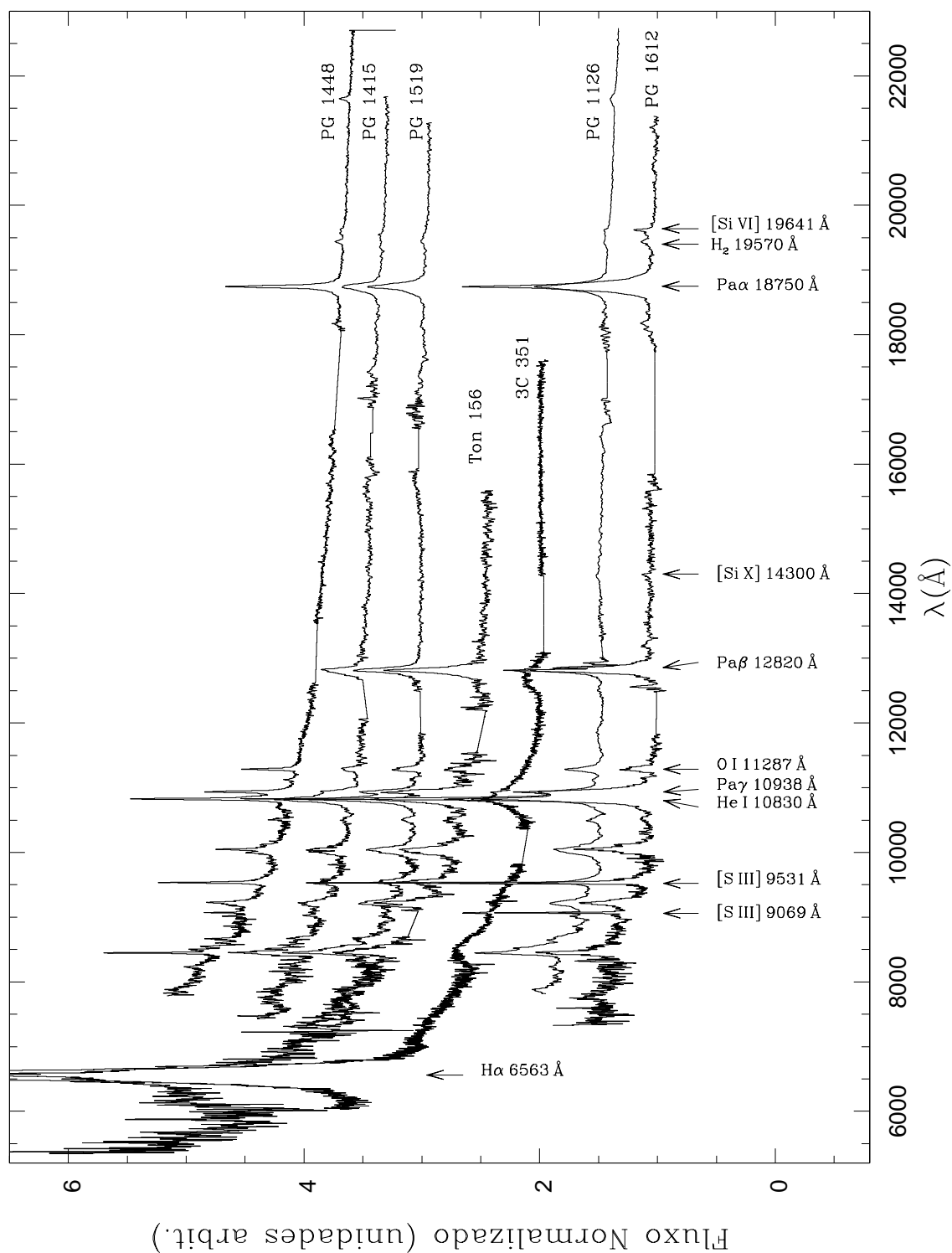


Figura 3.3: Espectros normalizados dos quasares, ordenados de acordo com a forma, desde os mais inclinados (topo) até os mais planos (base). Algumas linhas de emissão foram identificadas. Para maiores detalhes veja o texto.

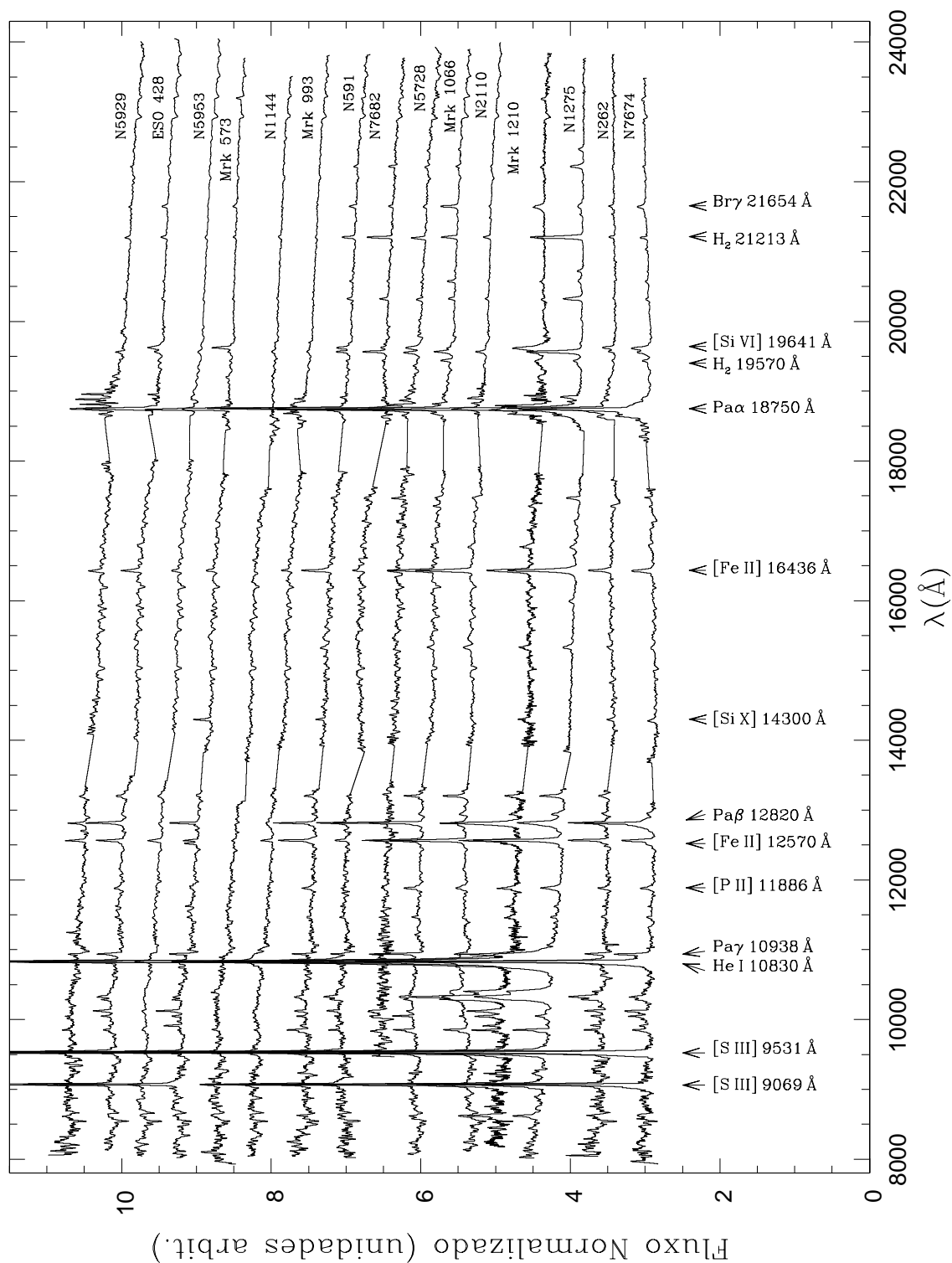


Figura 3.4: Espectros normalizados das galáxias Sy 2, ordenados de acordo com a forma, desde os mais inclinados (topo) até os mais planos (base). Algumas linhas de emissão foram identificadas. Para maiores detalhes veja o texto

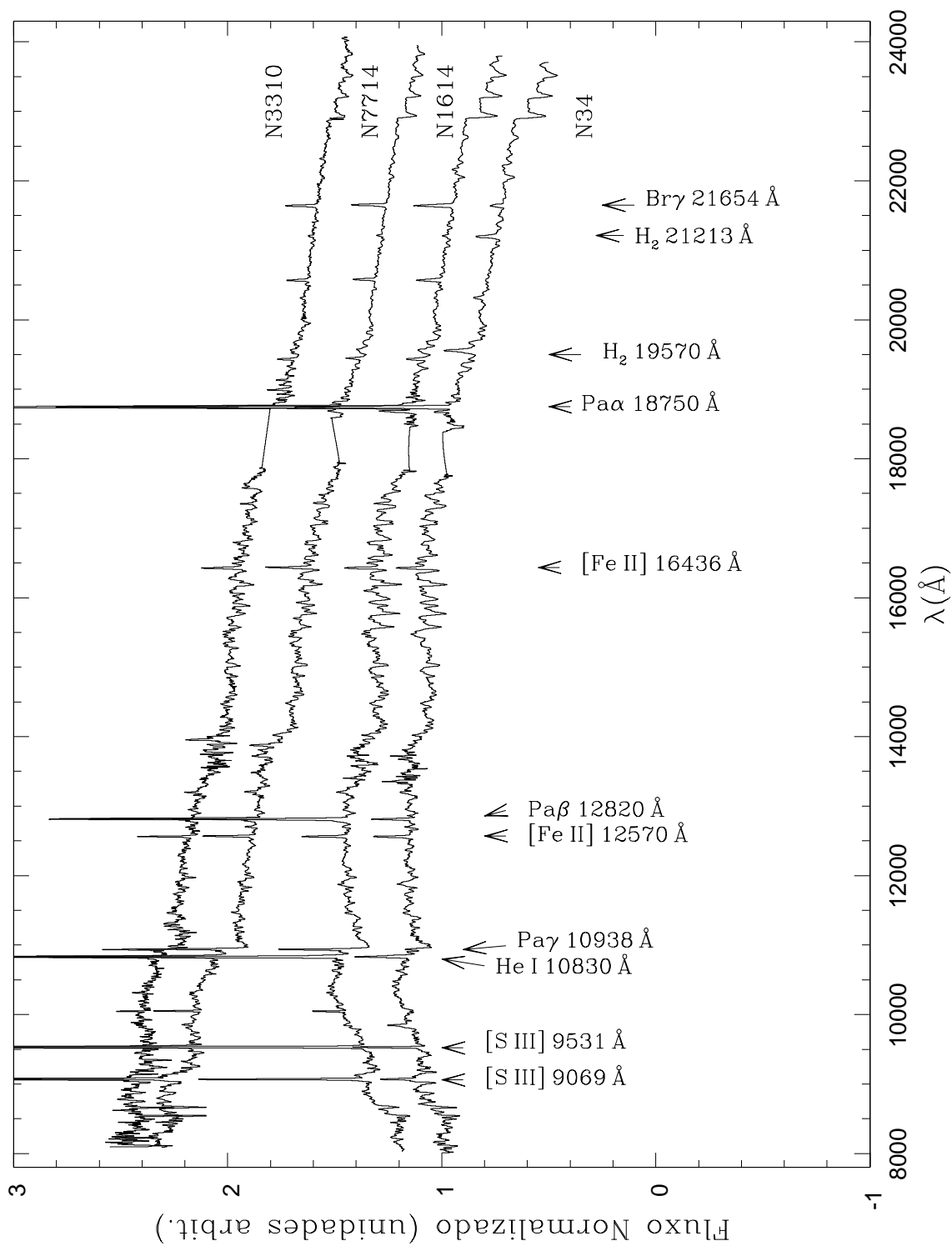


Figura 3.5: Espectros normalizados das galáxias SB, ordenados de acordo com a forma, desde os mais inclinados (topo) até os mais planos (base). Algumas linhas de emissão foram identificadas. Para maiores detalhes veja o texto

clinação, do óptico até $\sim 1.2 \mu\text{m}$, onde uma clara quebra no contínuo é observada, passando a ser plano nos comprimentos de onda maiores. Esta situação pode facilmente se estender às fontes mais próximas, uma vez que a localização do ponto onde a mudança de comportamento do contínuo acontece é similar para a maioria dos objetos, sendo que a única diferença apreciável entre as fontes, é a inclinação do contínuo no azul. Isto confirma que a quebra em $\sim 1.1 \mu\text{m}$ é uma característica comum às fontes do Tipo 1. O que denominamos “excesso azul do NIR” pode simplesmente ser a extensão no NIR da lei de potência da região do óptico, típica em fontes do Tipo 1. Para descrever o contínuo, no intervalo entre $0.57\text{-}2.23 \mu\text{m}$, de um espectro artificial composto a partir de espectros de vários quasares, Glikman et al. (2006) utilizam uma lei de potência quebrada, com ponto de quebra em $1.085 \mu\text{m}$. Nossos resultados concordam com os de Glikman et al. (2006).

É interessante adicionarmos aqui o fato de que apenas algumas fontes do Tipo 1 apresentam linhas em absorção em seu espectro no NIR. Em apenas algumas fontes, as linhas da banda do CO em $2.3 \mu\text{m}$ são relativamente intensas. Arp 102 B e NGC 1097, que são classificadas como Sy 1 devido ao largo perfil de duplo pico das linhas da série de Balmer, estão entre as fontes de Tipo 1 que apresentam intensas linhas de absorção em seus espectros.

A exceção às tendências observadas no contínuo das galáxias Sy 1 (clássicas e NLS1), mencionadas acima, é Mrk 1239, que apresenta um contínuo fora do padrão observado para as demais Sy 1. Este objeto apresenta um contínuo dominado por um extremo excesso de emissão com pico em $2.2 \mu\text{m}$ e com uma intensidade nunca reportada para um AGN. Nesta galáxia, o contínuo não se torna plano em $\sim 1.1 \mu\text{m}$, mas sim bastante inclinado, com máximo em $2.2 \mu\text{m}$. Rodríguez-Ardila & Mazzalay (2006) investigaram o contínuo deste objeto. Os mesmos demonstraram que além de uma função característica do tipo lei de potência, uma função adicional do tipo corpo negro com $T \sim 1200 \text{ K}$ é necessária para ajustar o excesso observado no contínuo desta galáxia. A componente do tipo corpo negro foi interpretada como sendo devido à poeira bem quente, próxima da temperatura de sublimação, muito provavelmente localizada nas camadas exteriores do toróide de poeira. Mrk 766 e Mrk 478 apresentam um excesso similar ao de Mrk 1239, entretanto com intensidade menor.

3.1.2 Fontes de Tipo 2

Em contraste às galáxias Sy 1, nenhuma das Sy 2, da nossa amostra, apresenta um contínuo que aumente na direção do azul a partir de $\sim 1 \mu\text{m}$. Porém, todos os

objetos apresentam intensas linhas de absorção, nas bandas *JHK*. As bandas do CO em $2.3\ \mu\text{m}$ estão presentes em quase todas as fontes (exceto NGC 1275 e NGC 262). Na banda *J*, muitas das Sy 2 apresentam uma banda em absorção em $1.1\ \mu\text{m}$, associada à banda molecular do CN (Maraston, 2005). Esta absorção foi reportada pela primeira vez por Riffel et al. (2007) e está associada a estrelas com pulsos térmicos no topo do AGB, com idades variando entre ~ 0.3 e 2 G anos (Maraston, 2005, Riffel et al., 2007). O tripleto do Ca II (Ca_T) foi detectado na grande maioria das Sy 2 de nossa amostra.

Baseado em sua forma, o contínuo das Sy 2 pode ser dividido em dois grupos: um que decresce em fluxo com o aumento do comprimento de onda no NIR e que pode ser aproximado com uma função do tipo lei de potência. Doze de 15 dos objetos pertencem a esta categoria. A outra é dominada por um contínuo vermelho, com um aumento de fluxo para comprimentos de onda maiores que $1.2\ \mu\text{m}$. Deste ponto em diante, o fluxo decresce com o aumento de λ . NGC 2110 e Mrk 1066 são os dois objetos pertencentes ao segundo grupo. O contínuo de NGC 7674, não se encaixa em nenhum dos dois grupos descritos acima. De $0.8\ \mu\text{m}$ até $1.4\ \mu\text{m}$ o contínuo decresce em fluxo com o aumento de λ como na maioria das Sy 2. Entretanto, nas bandas *H* e *K* o contínuo deste objeto apresenta um claro excesso de emissão, similar ao observado em Mrk 1239. É interessante notar que NGC 7674 é classificada como Sy 2 com base em seu espectro óptico, já na região do NIR ela apresenta componentes largas nas linhas permitidas, similares às observadas em galáxias Sy 1 clássicas (Riffel et al., 2006).

Os contínuos das quatro galáxias SB de nossa amostra são similares para os comprimentos de onda maiores que $1.3\ \mu\text{m}$, decrescendo suavemente em fluxo com o aumento de λ . Para NGC 3310 e NGC 7714 este mesmo comportamento é observado para os comprimentos de onda menores que $1.3\ \mu\text{m}$, ou seja, observa-se um decréscimo em fluxo ao longo de todo o espectro. Em contraste, o contínuo observado em NGC 34 e NGC 1614 é extremamente vermelho no intervalo entre $0.8\text{-}1.2\ \mu\text{m}$, tornando-se constante no intervalo entre $1.2\text{-}1.3\ \mu\text{m}$, e posteriormente decrescendo em fluxo com o aumento de λ . A banda em absorção do CN em $1.1\ \mu\text{m}$ é bem saliente em todas as SB. Esta banda é um bom traçador de idades no intervalo entre ~ 0.3 e 2 G anos (Maraston, 2005, Riffel et al., 2007).

3.2 Linhas de emissão de AGNs no NIR

Os espectros das 51 galáxias estudadas neste trabalho oferecem uma oportunidade única para identificar as linhas de emissão mais comuns encontradas nos AGNs nesta faixa espectral, ainda não observada com tantos detalhes. Os fluxos medidos para as linhas freqüentemente encontradas nestes objetos são apresentados nas Tabs. 3.3- 3.9. Estas por sua vez, formam a base de dados mais completa no intervalo espectral de 0.8-2.4 μm , publicada na literatura até o momento (Riffel et al., 2006).

A análise de nossos dados mostra que independentemente da classe Seyfert, os espectros NIR dos AGNs são dominados por intensas linhas de emissão, tais como: H I, He I, He II e [S III]. Também observa-se claramente que linhas de baixo grau de ionização como [Fe II], [S II] e [C I] e linhas moleculares de H₂ são detectadas na grande maioria das fontes. Linhas coronais como: [S VIII], [S IX], [Si VI],[Si X] e [Ca VIII] são detectadas em uma fração significativa dos objetos. Vale lembrar que estas linhas chegam a ter potenciais de ionização superiores a 360 eV. A detecção destas linhas é considerada uma assinatura clara de atividade nuclear. A nossa base de dados aumenta o número de linhas coronais disponíveis para estudar as condições físicas, origem e localização do gás responsável pela emissão das mesmas. Acima de tudo, os fluxos listados nas Tabs. 3.3 à 3.9 podem ser utilizados para aprimorar os modelos teóricos sobre as condições físicas do gás, tanto na NLR quanto na BLR.

Nesta Seção, vamos descrever as linhas NIR mais comuns detectadas em nossa amostra de galáxias, de acordo com cada tipo de atividade. A Fig. 3.6, mostra a freqüência com que as linhas mais comuns no NIR são encontradas em nossa amostra. Uma discussão detalhada do espectro de cada galáxia, pode ser encontrada na Sec. 4 de Riffel et al. (2006).

3.2.1 Galáxias Seyfert 1

Em nossa sub-amostra de galáxias Sy 1, composta por 12 fontes, observa-se que as linhas proibidas de [S III] $\lambda\lambda$ 9069, 9531 Å estão presentes nos espectros de todas as galáxias (veja Fig. 3.1 e Fig. 3.7). A linha permitida do He I λ 10830 Å foi detectada em 91% das fontes. Linhas de emissão do H I como Pa α , Pa β , Pa γ e Br γ estão presentes em 83% dos espectros. Além disso, assinaturas exclusivas da BLR como as linhas de Fe II e O I foram observadas em 67% das galáxias Sy 1. Linhas proibidas de baixo grau de ionização também foram detectadas nos espectros das Sy 1, sendo as mais comuns [Fe II] $\lambda\lambda$ 12570, 16436 Å que estão presentes em 67%

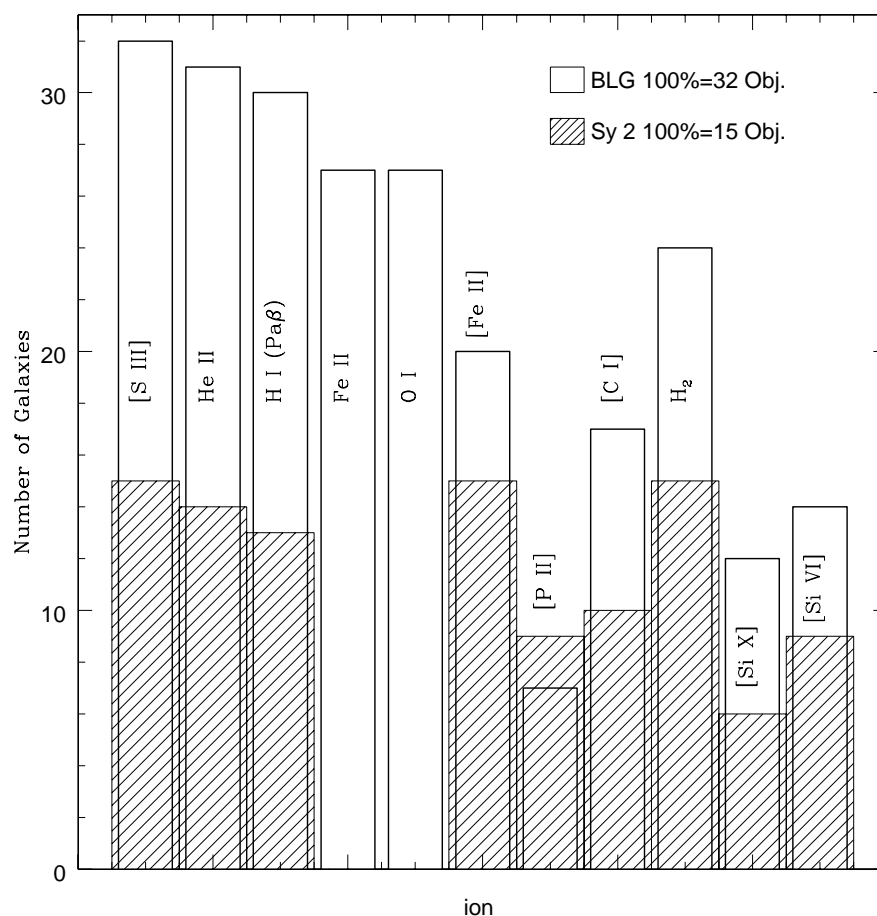


Figura 3.6: Histograma mostrando uma estatística das linhas de emissão mais comuns nos AGNs.

das galáxias. Linhas proibidas de fósforo [P II] (e.g. $\lambda 11886$) são observadas nos espectros de Mrk 334, NGC 7469, NGC 3227 e NGC 4151, correspondendo a 33% de nossa amostra. A linha de emissão do carbono [C I] é identificada em 50% das fontes. A linha do hidrogênio molecular H₂ $\lambda 21210 \text{ \AA}$ é observada em 75% dos objetos. Finalmente, a linha coronal do [Si VI] $\lambda 19641 \text{ \AA}$ está presente em 50% dos espectros, enquanto que [Si X] é comum a 42% das fontes.

3.2.2 Galáxias Seyfert 1 de linhas estreitas

A nossa sub-amostra de galáxias NLS1, composta por 13 fontes, é o maior grupo de espectros de objetos pertencentes a esta categoria publicados na literatura, nesta faixa espectral, permitindo, desta forma, o estudo das linhas de emissão mais importantes observadas nos espectros destes objetos.

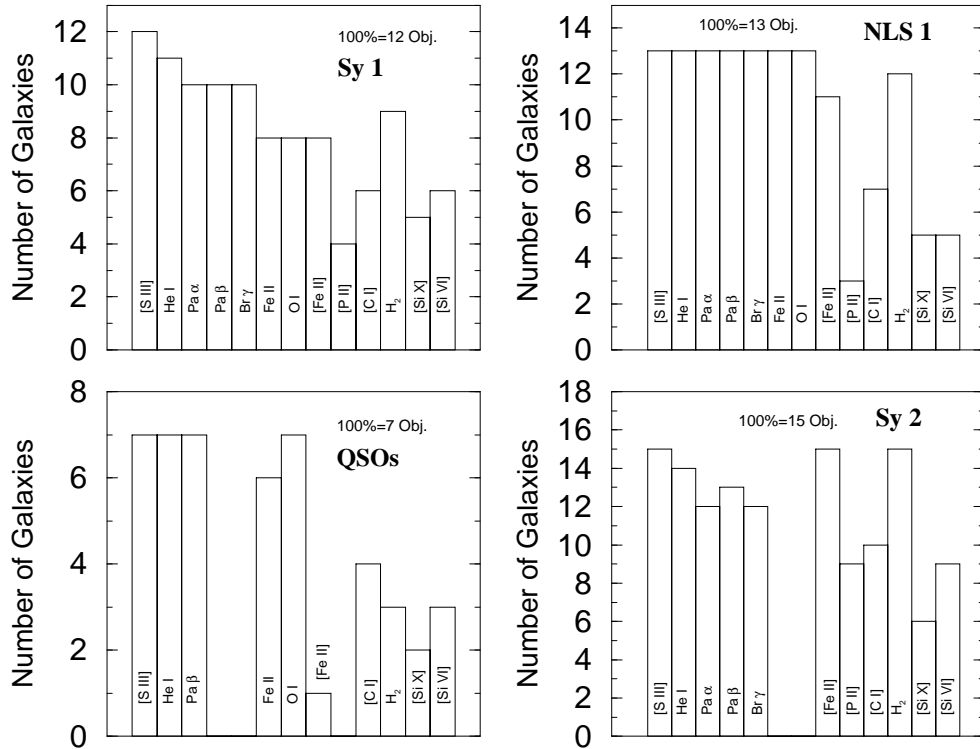


Figura 3.7: Histograma mostrando uma estatística das linhas de emissão mais comuns nos diferentes tipos de atividade.

Como podemos observar nas Figs. 3.2 e 3.7, as linhas mais intensas no espectro destes objetos são as três primeiras da série de Paschen (Pa α , Pa β e Pa γ) e a linha de He I λ 10830 Å, as quais estão todas presentes em todos os espectros das galáxias NLS1. Linhas que são características exclusivas da BLR, livres de contaminação da NLR, tais como: O I, Fe II e Ca II foram detectadas em todos os espectros das NLS1. A presença destas três últimas linhas, em especial Fe II, representa uma ótima vantagem da observação espectroscópica na região do NIR em relação à espectroscopia óptica no estudo desta linha de emissão. O grande número de multipletos de Fe II e a sua proximidade em comprimento de onda na região do óptico, permite a formação de um pseudo-contínuo que freqüentemente prejudica a detecção individual das linhas de Fe II. Na região do NIR, a grande separação em comprimento de onda entre os diferentes multipletos do Fe II, combinado com o pequeno FWHM das linhas largas nas NLS1, permite a identificação de linhas de transições permitidas do ferro. Estas linhas são importantes para impor vínculos nos modelos que tratam dos mecanismos de formação de linhas. Este é o caso, por exemplo, para as linhas de Fe II localizadas na região de 9200 Å, detectadas na maioria das galáxias NLS1 (veja 3.7) as quais são consideradas linhas primárias do cascadeamento seguindo a

fluorescência de Ly α (Sigut & Pradhan, 2003)

Além das linhas mencionadas acima, a linha proibida do [S III] λ 9531 Å é detectada em todos os espectros das galáxias NLS1 de nossa amostra. Outras linhas intensas, tais como o [Fe II] e o H $_2$, são encontradas em 85% e 92% dos objetos, respectivamente. Três das galáxias NLS1 (Ark 564, 1H 1934-063 e Mrk 766) apresentam em seus espectros pelo menos uma das linhas de [P II] $\lambda\lambda$ 11460, 11886 Å, representando 23% da amostra. A linha proibida de [C I] λ 9850 Å é claramente identificada em 54% dos objetos. As linhas coronais do [Si X] λ 14300 Å e do [Si VI] λ 19641 Å são ambas observadas em 38% das galáxias NLS1.

3.2.3 *Quasi stellar Objects*

O espectro de emissão dos quasares é similar ao das galáxias Sy 1 e NLS1 (veja Fig. 3.3). A única diferença apreciável é na intensidade das linhas de emissão proibidas, que estão ausentes ou são muito fracas em uma grande fração dos objetos estudados. Isto pode ser atribuído ao fato de que estas linhas podem ser desexcitadas colisionalmente devido à alta densidade eletrônica do gás (veja por exemplo: Rees et al., 1989, Netzter, 1990). É claro que devido ao pequeno número de objetos (7 fontes) podemos apenas inferir tendências sobre a frequência com que as linhas mais importantes aparecem nos espectros desta classe de objetos. A vantagem neste ponto é que a nossa amostra pode ser comparada com a de Glikman et al. (2006), que estudou uma amostra maior de quasares no NIR, embora mais distantes.

Conforme o esperado, o espectro dos quasares é dominado por linhas largas originadas de transições permitidas de H I He I λ 10830 Å, O I e Fe II. Estas linhas foram identificadas em todos os objetos, salvo Fe II que não foi observada em 3 C 351. A ausência desta linha pode ser consequência de efeitos de diluição. Se considerarmos que 3 C 351 apresenta linhas permitidas extremamente alargadas, com FWHM chegando a $\sim 12\,000\text{ km s}^{-1}$, qualquer linha fraca/moderada de Fe II estará totalmente diluída ou em *blend* com linhas próximas, tornando-as muito difíceis de isolar ou identificar. A ausência de Fe II também pode ser explicada fisicamente, pois fontes com intensa emissão em rádio, que é o caso de 3 C 351, não apresentam ou tem linhas de Fe II muito fracas (Boroson & Green, 1992).

Com relação à detecção de linhas características da NLR, é interessante observar que as linhas proibidas de [S III] $\lambda\lambda$ 9069, 9531 Å são detectadas em todos os quasares. Linhas proibidas do [C I] foram claramente identificadas em 57% dos objetos. A linha de alto potencial de ionização do [Si X] λ 14300 Å foi detectada em duas galáxias (PG 1612 e PG 1126), representando uma frequência de 28%. [Si VI] λ 19641 Å é

a linha coronal mais comum nos espectros dos quasares e a mesma foi detectada em 43% das fontes. Linhas de hidrogênio molecular foram claramente observadas nos espectros de PG 1612, PG 1126 e PG 1448, correspondendo a 43% das galáxias. Também é interessante notar que nos espectros das duas fontes com alto *redshift* observa-se claramente a presença da linha H α . Os fluxos medidos para estas duas fontes são apresentados na Tab. 3.1.

Tabela 3.1: Fluxos observados para os dois quasares de alto z , em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. Os fluxos das linhas permitidas são o fluxo total da linha.

Ion	λ_{lab} (Å)	Ton 0156	3C 351	Ion	λ_{lab} (Å)	Ton 0156	3C 351
H I	6563	200.12 \pm 2.11	935.04 \pm 24.70 ^{δ}	H I	10049	11.04 \pm 1.13	-
O I+Ca II	8486	8.57 \pm 2.14	72.11 \pm 4.16	Fe II	10500	1.87 \pm 0.45	-
[S III]	9069	-	4.22 \pm 0.16	He II	10830	16.42 \pm 1.03	52.01 \pm 3.40
[S III]	9531	-	11.33 \pm 0.43	H I	10938	9.59 \pm 0.70	18.74 \pm 3.37
Fe II	9127	0.57 \pm 0.14	-	O I	11287	2.53 \pm 0.63	-
Fe II	9177	1.05 \pm 0.26	-	H I	12820	14.16 \pm 0.79	22.09 \pm 4.85

^{δ} Blend com [N II] 6548Å e [N II] 6583Å.

Nossos resultados concordam muito bem com os reportados por Glikman et al. (2006). As únicas linhas que aparecem em nossos dados, mas parecem mascaradas no espectro composto, são as de [C I] e as coronais. Contudo, é necessário fazer esta comparação com cuidado, pois o espectro por eles apresentado é um composto, ao invés de espectros provenientes de fontes individuais, como é o nosso caso.

3.2.4 Galáxias Seyfert 2

O espectro da nossa sub-amostra de galáxias Sy 2, composta por 15 fontes, é dominado por intensas linhas de emissão provenientes de transições permitidas e proibidas. A FWHM raramente excede $\sim 600 \text{ km s}^{-1}$. As linhas mais intensas observadas na grande maioria das galáxias são as de [S III] $\lambda\lambda$ 9069, 9531 Å e He I λ 10830 Å (veja Figs. 3.4 e 3.7). Intensas linhas de H I são claramente identificadas em 87% dos espectros das Sy 2. As linhas de baixo grau de ionização do [Fe II] e H₂ são detectadas em todas as fontes. Linhas proibidas do fósforo e carbono também foram identificadas. Pelo menos uma das linhas do [P II] λ 11460 Å ou [P II] λ 11886 Å é identificada em 60% da sub-amostra de Sy 2. [C I] é detectado em 67% dos objetos. Linhas coronais também são detectadas. A linha [Si X] λ 14300 Å foi detectada em 40% das galáxias e [Si VI] λ 19641 Å foi encontrada com uma frequência de 60%. Linhas permitidas alargadas de H I foram encontradas nos espectros de NGC 7674 e Mrk 993, levando-nos a considerar que estes objetos são galáxias Sy 1 obscurecidas.

É interessante salientarmos que do ponto de vista puramente observacional, a

forma do contínuo e o espectro de linhas de emissão (linhas permitidas e proibidas) parecem obedecer um padrão relacionado ao tipo de atividade nuclear.

3.2.5 Galáxias Starburst

A título de comparação, incluímos quatro galáxias SB em nossa amostra. Os objetos observados foram: NGC 34, NGC 1614, NGC 3310 e NGC 7714, sendo as três primeiras galáxias SB genuínas, enquanto que NGC 34 tem uma classificação ambígua (veja, Sec. 4 de, Riffel et al., 2006). Os espectros deste objetos são dominados por linhas permitidas tais como: $\text{Pa}\alpha$, $\text{Pa}\beta$, $\text{Pa}\gamma$, $\text{Br}\gamma$ e $\text{He I } \lambda 10830 \text{ \AA}$ (veja Fig. 3.5). As linhas de emissão proibidas do $[\text{S III}] \lambda\lambda 9069, 9531 \text{ \AA}$ e $[\text{Fe II}] \lambda\lambda 12570, 16436 \text{ \AA}$ também são bem evidentes nos espectros das quatro galáxias. Linhas de H_2 são claramente visíveis nos dados. Não encontramos linhas com alto grau de ionização. Todas as quatro fontes têm um espectro de emissão bastante similar, quase indistinguíveis entre si. A emissão do contínuo é diferente em NGC 1614 e em NGC 34.

3.3 Avermelhamento em galáxias Seyfert através de razões de linhas do NIR

Razões de fluxos entre as linhas de emissão do H I são freqüentemente utilizadas para determinar o avermelhamento que afeta o gás em emissão nos AGNs. Entretanto, esta técnica apresenta grandes incertezas quando tenta-se determinar o avermelhamento em fontes do Tipo 1. Isto acontece ou porque as linhas de H I estão em um *blend* muito forte nas galáxias Sy 1 clássicas ou devido à dificuldade intrínseca em fazer o *deblend* das contribuições da NLR e da BLR nas galáxias NLS1. Outro grande problema é o fato de que as razões intrínsecas podem diferir significativamente do Caso B de recombinação³, devido ao ambiente altamente denso da BLR e aos efeitos de transferência radiativa (Collin-Souffrin et al., 1982, Osterbrock, 1989). A alternativa é usar razões de linhas proibidas, mas este método é muito limitado, pois as linhas envolvidas devem ser do mesmo íon, ter uma grande separação em comprimento de onda e compartilharem o mesmo nível superior. Deste modo, esta razão de linhas é insensível à temperatura em uma grande faixa de densidades, sendo apenas função das probabilidades de transição.

³A energia dos fótons Lyman é espalhada muitas vezes e é convertida (se $n \geq 3$) em fótons de séries menores mais um $L\alpha$ ou dois fótons do contínuo. Esta aproximação é feita para grandes profundidades ópticas. Para maiores detalhes veja Osterbrock (1989).

Pelo dito acima, a região do NIR abre uma nova janela para explorar este assunto. Primeiramente, estudos observacionais baseados em pequenas amostras de objetos indicam que as razões de linhas $\text{Pa}\beta/\text{Br}\gamma$ não são apenas comparáveis na BLR e NLR, mas também consistentes com o Caso B de recombinação, confirmando que esta razão de linhas é menos afetada por efeitos colisionais que as das linhas da região óptica (Rhee & Larkin, 2000), o que é esperado, pois as linhas do NIR têm menores profundidades ópticas. Segundo, pares confiáveis de linhas proibidas podem ser encontrados, permitindo uma maneira alternativa para determinar a extinção, como por exemplo, as linhas de $[\text{Fe II}]$ 12570 Å e 16436 Å (Rodríguez-Ardila et al., 2004).

Com o intuito de verificar se o avermelhamento determinado via linhas do H I é similar ao calculado através das linhas do $[\text{Fe II}]$, construímos o diagrama envolvendo as razões de linhas $\text{Pa}\beta/\text{Br}\gamma$ vs $[\text{Fe II}]$ 12570 Å/16436 Å. Este é apresentado na Fig. 3.8. Nos cálculos assumimos os valores intrínsecos para as razões de linhas do H I e do $[\text{Fe II}]$ de 0.17 e 1.33, respectivamente (Hummer & Storey, 1987, Bautista & Pradhan, 1998). Para as galáxias Sy 1 utilizamos o fluxo total das linhas, para evitar incertezas introduzidas pelo *deblend* das componentes da BLR e NLR, principalmente nas NLS1. A linha pontilhada corresponde a uma seqüência de avermelhamento de $E(\text{B-V})=0$ (diamante com uma seta) até $E(\text{B-V})=2$ mag. Os diamantes são os valores teóricos avermelhados em passos de $E(\text{B-V})=0.5$ mag, assumindo a lei de Cardelli et al. (1989).

Uma primeira análise da Fig. 3.8 mostra que as galáxias Sy 2 tendem a ter uma distribuição menor na razão dos fluxos do $[\text{Fe II}]$ que as Sy 1. Além disso, as Sy 2 estão bem próximas dos pontos da curva de avermelhamento, com $E(\text{B-V})$ variando entre 0.25-1 mag, indicando que ambas as regiões responsáveis pela emissão das linhas de H I e $[\text{Fe II}]$ são afetadas por quantidades similares de extinção. Em contraste, as Sy 1 parecem estar divididas em dois grupos. Um populado predominantemente por galáxias Sy 1 clássicas, que apresentam valores de extinção próximos a zero para ambas as razões de linhas, e o segundo grupo, composto principalmente por galáxias NLS1, apresentando grandes valores de extinção para o $[\text{Fe II}]$, mas próxima a zero para a região do gás que emite o H I. Além disso, algumas galáxias Seyfert 1 têm valores menores para a razão $\text{Pa}\beta/\text{Br}\gamma$ que os intrínsecos calculados para o Caso B.

Supondo que o fluxo total das linhas $\text{Pa}\beta$ e $\text{Br}\gamma$, no diagrama da Fig. 3.8, para as Sy 1 é dominado pela emissão da componente devido à BLR, propomos que a falta de avermelhamento significativo para o gás responsável pela emissão do H I para estes objetos pode ser explicado se os valores intrínsecos do Caso B não são aplicáveis

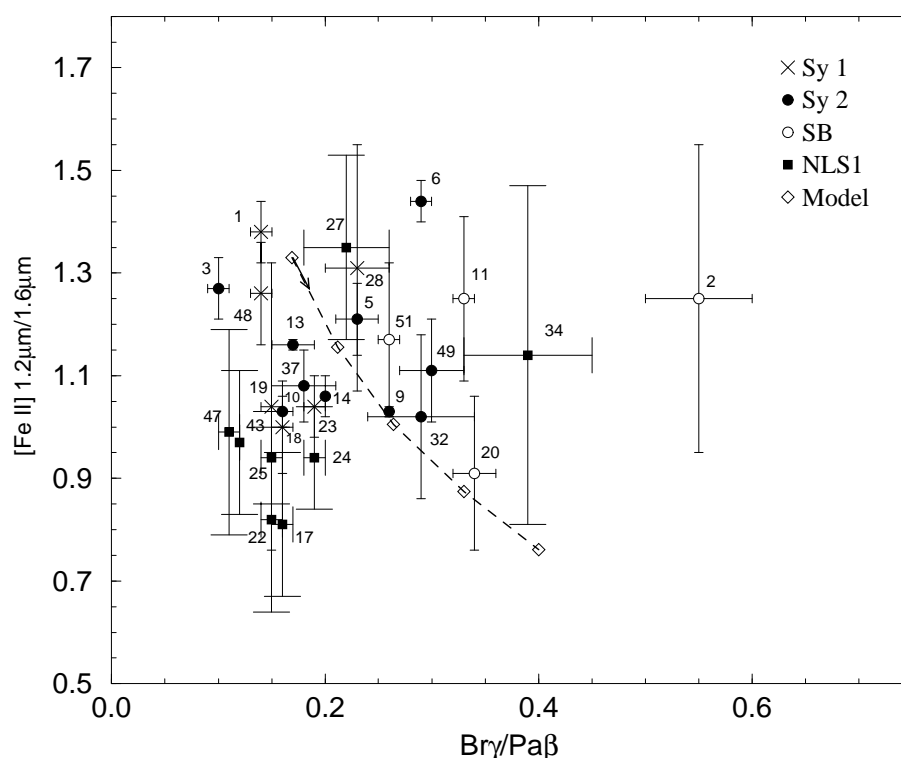


Figura 3.8: Diagrama de avermelhamento envolvendo as razões de linhas $\text{Pa}\beta/\text{Br}\gamma$ vs $[\text{Fe II}] 12570 \text{ \AA}/16436 \text{ \AA}$. Estrelas representam as galáxias Sy 1, caixas representam as galáxias NLS1, círculos cheios representam as galáxias Sy 2 e círculos abertos representam as galáxias SB. A linha pontilhada corresponde a uma seqüência de avermelhamento de $E(B-V)=0$ (diamante com uma seta) até $E(B-V)=2$ mag. Os diamantes são os valores teóricos avermelhados em passos de $E(B-V)=0.5$ mag, assumindo a lei de Cardelli et al. (1989)

para as linhas do NIR, como acontece na região óptica. Efeitos de densidade e transporte radiativo as modificam de tal modo a não serem fontes confiáveis para determinar o avermelhamento. A alternativa é que a região emitindo as linhas de H I, particularmente a BLR, é pouco ou nada afetada por poeira. Esta hipótese é altamente provável, uma vez que a região da BLR é bastante turbulenta e bem próxima à fonte central, tornando o ambiente desfavorável para que os grãos de poeira sobrevivam.

No Cap. 3.2 verificamos que o contínuo no NIR, para o mesmo tipo de AGN, é bastante homogêneo, principalmente nas bandas H e K , sendo a maior diferença a inclinação do contínuo na banda $z + J$. Neste ponto, nos perguntamos, esta inclinação está relacionada com um parâmetro mensurável como a extinção? Com o intuito de investigar se uma correlação deste tipo pode ser estabelecida, construímos o diagrama, apresentado na Fig. 3.9, envolvendo os indicadores de avermelhamento

$\text{Pa}\beta/\text{Br}\gamma$ (topo) e $[\text{Fe II}] 12570 \text{ \AA}/16436 \text{ \AA}$ (base) *vs* índices de cor do NIR derivados de razões de fluxo do contínuo integrado em janelas de $\sim 100 \text{ \AA}$. As regiões utilizadas são livres de contribuições de linhas de emissão e são representativas da forma do contínuo na região do NIR. Os valores medidos para os fluxos do contínuo são apresentados na Tab. 3.2.

Como referência, comparamos as razões observadas na Fig. 3.9 com duas seqüências de avermelhamento: uma que começa em pontos representando os valores intrínsecos das razões de linhas ($\text{Pa}\beta/\text{Br}\gamma$ e $[\text{Fe II}] 12570 \text{ \AA}/16436 \text{ \AA}$) e razões de contínuo⁴ desavermelhadas da galáxia SB NGC 3310, assumida como sendo representativa de um contínuo típico de uma população estelar jovem. O valor de $E(\text{B-V})$ para o desavermelhamento do contínuo desta fonte foi retirado de Rodríguez-Ardila et al. (2005b). Para este objeto, o contínuo desavermelhado, foi posteriormente avermelhado em passos de $E(\text{B-V}) = 0.5 \text{ mag}$ (Mod. SB, triângulos preenchidos unidos por uma linha pontilhada) até $E(\text{B-V}) = 2 \text{ mag}$. Para tal utilizamos a lei de CCM (Cardelli et al., 1989). Também incluímos uma seqüência de avermelhamento para galáxias Sy 1 na Fig. 3.9 (triângulos abertos conectados por uma linha sólida, Mod. Sy 1), usando como ponto de partida para a abscissa as razões do contínuo medidas em Mrk 493, uma galáxia NLS1 cujo contínuo não é essencialmente afetado pela extinção e/ou por estrelas (veja, por exemplo Crenshaw et al., 2002).

Uma primeira inspeção nos dois painéis do topo da Fig. 3.9 nos permite inferir que as razões de linha do H I não são bons indicadores de avermelhamento nas galáxias Sy 1, enquanto que esta razão é um bom indicador para as Sy 2. Esta conclusão é baseada no fato de que as galáxias Sy 1 estão concentradas na região próxima ao ponto correspondendo a $E(\text{B-V})=0$. Os dois diagramas do topo também confirmam os resultados obtidos na Sec. 3.1, ou seja, a forma do contínuo das galáxias Sy 1 é aproximadamente homogênea, variando pouco de objeto para objeto, uma vez que as razões entre contínuo e linhas de emissão apresentam pequeno espalhamento. Em contraste, as galáxias Sy 2 parecem estar divididas em dois grupos. O primeiro, segue a curva de avermelhamento teórica, Mod. SB, sugerindo que o contínuo destas fontes pode ser caracterizado por uma componente *starburst* avermelhada. O outro, onde a emissão do H I e do contínuo parecem estar dominadas por emissão da fonte central, uma vez que estes objetos apresentam razões de linha e contínuo similares aos das galáxias Sy 1. As duas galáxias com comportamento anormal, identificadas com os números 2 (NGC 34) e 34 (Mrk 291) podem representar casos

⁴ $I_c 0.9\mu\text{m}$ representa o contínuo médio no intervalo entre 9700-9800 \AA , $I_c 1.2\mu\text{m}$ representa o contínuo médio no intervalo entre 12230-12330 \AA , e $I_c 2.1\mu\text{m}$ para o intervalo 20900-21000 \AA .

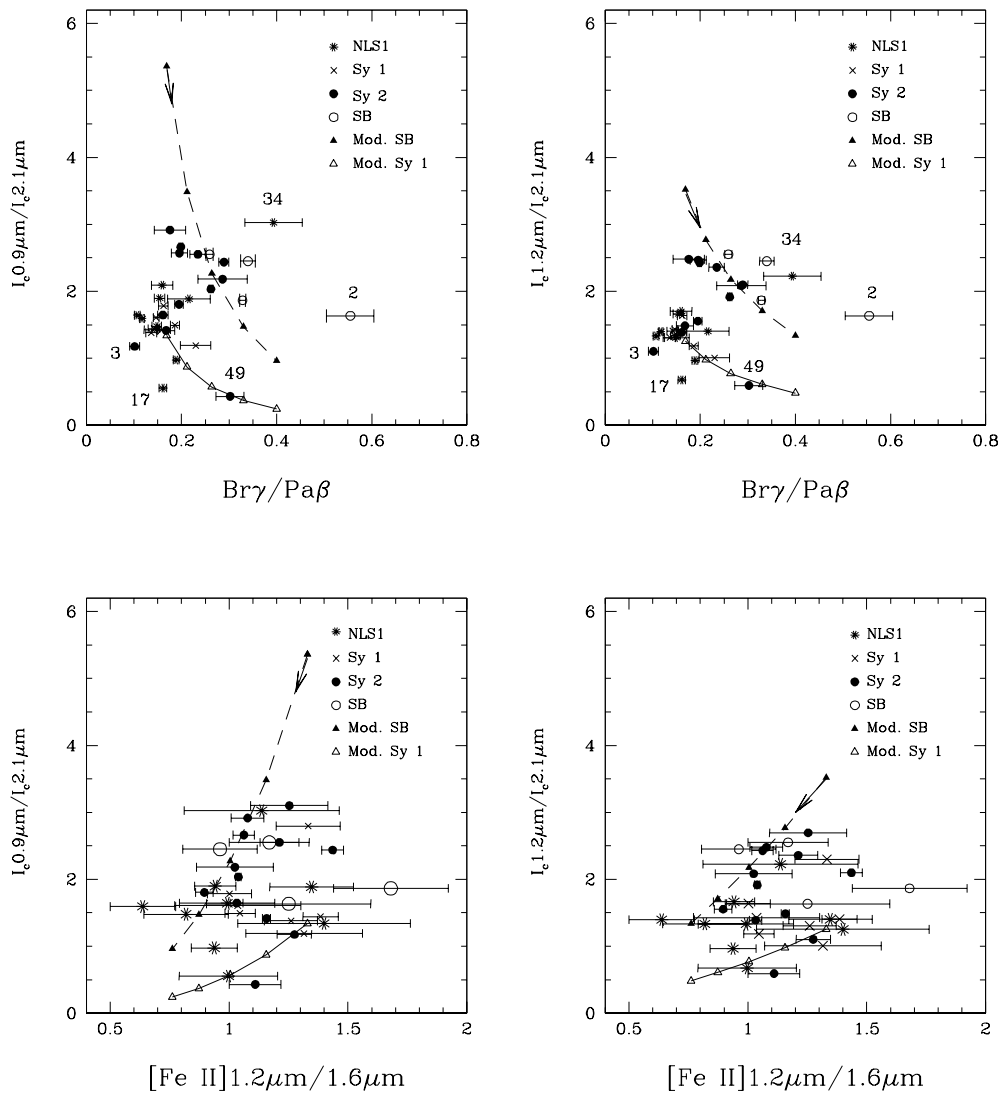


Figura 3.9: Diagrama envolvendo os indicadores de avermelhamento. Triângulos preenchidos são os valores intrínsecos das razões de linhas e razões de contínuo desvermelhadas de NGC 3310. Estes triângulos unidos por uma linha pontilhada representam a curva de avermelhamento, em passos de $E(B-V)=0.5$ mag (Mod. SB). Os triângulos abertos representam uma seqüência de avermelhamento partindo das razões de linhas e contínuo medidas em Mrk 493 (Mod. Sy 1). Para mais detalhes veja o texto.

de fontes altamente avermelhadas. Por exemplo, NGC 34 é uma galáxia muito luminosa no infravermelho, com intensa emissão megamaser de H_2O , sugerindo alta emissão térmica devido à poeira e intensa formação estelar. O espectro de emissão de Mrk 291 é similar ao de uma galáxia Sy 2 (veja Figs. 3.2 e 3.4).

Os dois painéis da base da Fig. 3.9, que envolvem as razões de linhas do $[\text{Fe II}]$ $12570\text{\AA}/16436\text{\AA}$, confirmam que uma fração importante das galáxias Sy 2 de nossa amostra apresenta um contínuo dominado pela emissão de estrelas, muito provavelmente devido às intensas taxas de formação *circumnuclear*. Como muitos pontos estão próximos das curvas de avermelhamento, podemos inferir que o $[\text{Fe II}]$ é uma fonte confiável para determinar a extinção na NLR. As galáxias Sy 1 (NLS1 e Clássicas) apresentam um espalhamento maior em avermelhamento para a NLR (medida por razões de linhas do $[\text{Fe II}]$), mesmo que a forma do contínuo varie pouco, em relação às Sy 2, o que nos leva a pensar que a forma do contínuo, de uma maneira geral, não é ou é pouco afetada por poeira.

Os diagramas mostrados na Fig. 3.9 revelam a complexa natureza do contínuo nos AGNs e mostram-se úteis para a detecção de objetos com alta taxa de formação estelar. Além disso, eles mostram que existem enormes diferenças, na forma do contínuo NIR, entre galáxias Sy 1 e Sy 2.

Tabela 3.2: Fluxos médios para o contínuo em intervalos selecionados, em unidades de 10^{-15} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$.

Source	Faixa de Cont. 9700-9800Å	Faixa de Cont. 12230-12330Å	Faixa de Cont. 16600-16700Å	Faixa de Cont. 20900-21000Å
Mrk 334	1.56	1.52	1.35	1.09
NGC 34	2.82	2.91	2.60	1.78
NGC 262	0.86	0.81	0.76	0.73
Mrk 993	1.46	1.26	0.91	0.51
NGC 591	1.21	1.12	0.83	0.47
Mrk 573	1.61	1.39	1.00	0.66
NGC 1097	2.73	2.38	1.76	1.05
NGC 1144	0.74	0.63	0.43	0.24
Mrk 1066	2.14	2.01	1.58	1.05
NGC 1275	1.88	1.58	1.32	1.14
NGC 1614	6.41	6.84	5.57	3.67
MCG-5-13-17	2.75	2.29	1.69	1.08
NGC 2110	2.69	2.83	2.54	1.91
ESO 428-G014	3.72	3.39	2.48	1.40
Mrk 1210	0.76	0.65	0.54	0.42
Mrk 124	0.68	0.70	0.76	0.71
Mrk 1239	3.32	4.05	5.11	5.99
NGC 3227	5.39	4.95	4.16	3.02
H1143-192	1.68	1.49	1.25	1.05
NGC 3310	2.98	2.60	1.85	1.06
PG1126-041	1.94	1.89	1.80	1.72
NGC 4051	3.89	3.51	2.98	2.63
NGC 4151	8.69	6.90	6.22	5.83
Mrk 766	2.35	2.32	2.42	2.41
NGC 4748	1.76	1.54	1.23	0.93
Ton 0156	0.23	0.18	-	-
Mrk 279	1.32	0.98	0.82	0.70
NGC 5548	0.78	0.66	0.65	0.65
PG1415+451	0.59	0.49	0.46	0.40
Mrk 0684	1.76	1.28	0.93	0.69
Mrk 478	1.92	1.82	1.85	1.69
NGC 5728	0.95	0.91	0.72	0.44
PG 1448+273	1.05	0.78	0.61	0.52
Mrk 291	0.40	0.30	0.21	0.13
Mrk 493	1.46	1.37	1.31	1.09
PG 1519+226	0.46	0.43	0.44	0.40
NGC 5929	1.50	1.27	0.94	0.51
NGC 5953	3.60	3.13	2.17	1.16
PG 1612+261	0.48	0.45	0.46	0.45
Mrk 504	0.50	0.41	0.32	0.24
3C 351	1.36	1.16	1.15	-
Arp 102B	1.10	0.90	0.64	0.39
1H 1934-063	1.71	1.50	1.27	1.07
Mrk 509	35.80	27.31	22.58	20.24
Mrk 896	1.20	1.10	1.01	0.84
1H2107-097	1.81	1.60	1.37	1.25
Ark 564	1.90	1.54	1.30	1.16
NGC 7469	3.88	3.67	3.29	2.81
NGC 7674	10.52	14.51	19.83	24.52
NGC 7682	1.13	1.08	0.82	0.44
NGC 7714	4.27	3.40	2.38	1.33

Tabela 3.3: Fluxos observados para objetos de Tipo 1, em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

Ion	λ_{lab} (Å)	Mrk 334	NGC 1097	MCG-5-13-17	Mrk 124	Mrk 1239
O I	8446	-	-	-	13.59±1.35	86.61±6.70
Ca II	8498	-	-	-	-	-
[S III]	9069	22.69±0.74	12.08±3.38	18.33±0.46	4.37±0.30	25.27±0.80
Fe II	9127	-	-	-	-	-
Fe II	9177	-	-	-	2.46±0.61 ^d	-
Fe II	9202	-	-	-	2.30±0.55	-
H I	9230	-	-	-	-	-
H I	9230(b)	-	-	-	-	66.21±2.83 ^{ah}
[S III]	9531	56.91±0.52	-	38.71±0.79	17.55±0.24	103.30±1.21
[C I]	9824	2.01±0.53	-	-	-	-
[C I]	9850	3.29±0.53	-	4.64±1.60	1.00±0.10	-
[S VIII]	9910	-	-	6.61±1.54	-	23.79±1.85
Fe II	9999	2.04±0.51	-	-	2.75±0.17	-
H I	10049	2.06±0.22	-	-	-	34.19±0.89
H I	10049(b)	5.14±0.73	-	-	-	46.26±1.64
He II	10122	1.69±0.36	-	-	-	5.53±0.63
He II	10122(b)	2.79±0.68	-	-	-	59.28±2.85
Fe II	10171	-	-	-	-	-
[S II]	10286	1.22±0.12	-	-	-	-
[S II]	10320	1.39±0.12	-	-	-	-
[S II]	10336	0.48±0.12	-	-	-	-
[S II]	10370	0.44±0.12	-	-	-	-
[N I]	10404	1.21±0.18	-	-	-	-
Fe II	10500	-	-	-	-	18.66±0.91
He I	10830	30.95±0.70	-	57.80±1.88	7.66±0.21	98.38±1.71
He I	10830(b)	33.29±3.83	-	125.57±15.40	25.76±1.39	173.81±4.28
H I	10938	7.91±0.58	-	2.01±0.06	1.13±0.17	44.01±2.44
H I	10938(b)	8.56±1.82	-	8.76±0.28	9.38±0.71	87.04±7.32
Fe II	11126	-	-	-	-	-
O I	11287	6.32±1.03	-	-	10.93±0.79	50.03±1.76
[P II]	11460	-	-	-	-	-
[P II]	11886	3.89±0.83	-	-	-	-
[S IX]	12520	-	-	1.97±0.17	-	15.51±2.84
[Fe II]	12570	8.45±0.21 ^e	-	4.84±0.21 ^e	3.16±0.62 ^c	7.90±0.55 ^c
H I	12820	14.68±0.55 ^e	-	2.14±0.65 ^e	-	71.87±1.62
H I	12820(b)	18.37±2.05	-	41.69±6.11	14.6 ^{dc}	116.25±4.77
[Fe II]	13201	-	-	-	-	-
[Si X]	14300	-	-	-	-	26.15±1.85
[Fe II]	16436	6.10±0.29 ^e	-	-	2.82±0.47 ^c	7.92±1.55 ^c
H I	18750	12.59±0.40	-	-	15.20±0.53	50.50±2.71
H I	18750(b)	40.24±1.02	-	-	31.42±2.37	204.60±8.74
H I	19446	-	-	-	-	-
H I	19446(b)	2.03±0.14 ^a	-	-	-	31.14±4.07 ^a
H ₂	19570	3.80±0.23 ^e	6.57±0.64 ^e	2.88±0.36 ^e	0.91±0.16 ^c	-
[Si VI]	19641	-	-	5.69±0.62	-	-
H ₂	20332	1.35±0.08 ^e	2.22±0.35 ^e	0.59±0.12 ^e	0.36±0.05 ^c	-
He I	20580	-	-	-	-	-
He I	20580(b)	2.09±0.02 ^a	-	-	-	-
H ₂	21213	2.72±0.17 ^e	3.89±1.16 ^e	2.04±0.10 ^e	0.90±0.12 ^c	-
H I	21654	4.69±0.15 ^{fe}	-	-	-	-
H I	21654(b)	-	-	0.78±0.06 ^{ae}	2.49±0.55 ^{ca}	32.00±1.50 ^{ca}
H ₂	22230	-	-	-	0.28±0.08 ^c	-
H ₂	22470	-	-	-	-	-
[Ca VIII]	23218	-	-	-	-	5.66±1.61

a Fluxo total da linha.

b Componente larga da linha.

c Rodríguez-Ardila et al. (2004).

d Absorção telúrica.

e Rodríguez-Ardila et al. (2005b)

f Fluxo total. Linha sem componente larga.

h Blend com Fe II $\lambda 9177\text{Å}$ e Fe II $\lambda 9202\text{Å}$.i Blend com Fe II $\lambda 9999\text{Å}$.j Blend com Fe II $\lambda 10171\text{Å}$.k Blend com Fe II $\lambda 9202\text{Å}$.

Tabela 3.4: Fluxos observados para objetos de Tipo 1, em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

Ion	λ_{lab} (Å)	NGC 3227	H 1143-182	PG 1126-041	NGC 4051	NGC 4151
O I	8446	-	-	-	79.93±4.61	130.94±15.86
Ca II	8498	-	-	-	-	-
[S III]	9069	91.57±5.41	5.93±0.49	11.15±1.00	26.92±2.38	266.76±6.10
Fe II	9127	-	1.52±0.38	-	6.70±1.67	-
Fe II	9177	-	1.25±0.31	-	3.31±0.82	3.36±2.23 ^k
Fe II	9202	-	1.13±0.28	-	10.58±2.64	-
H I	9230	-	-	-	-	7.49±2.03
H I	9230(b)	-	54.60±8.61 ^a	65.96±4.16 ^{ah}	19.89±4.68 ^a	39.71±7.40
[S III]	9531	247.79±3.40	17.96±0.60	46.28±3.71	75.91±1.71	706.19±7.23
[C I]	9824	-	-	1.79±0.14	-	-
[C I]	9850	13.30±1.74	-	1.15±0.11	5.92±1.41	54.04±5.63
[S VIII]	9910	1.97±1.14	-	2.58±0.21	13.67±1.97	40.50±2.08
Fe II	9999	-	-	-	11.21±1.63	-
H I	10049	-	14.57±1.94	-	5.35±0.65	32.17±1.87
H I	10049(b)	43.84±7.83 ^a	76.06±5.65	104.83±3.76 ^a	33.84±2.77	288.46±14.89 ⁱ
He II	10122	-	-	-	3.11±0.63	28.55±1.51
He II	10122(b)	12.68±2.22 ^a	3.59±1.52 ^a	-	14.25±2.11	65.57±7.13 ^j
Fe II	10171	-	-	-	-	-
[S II]	10286	13.28±2.68	1.14±0.31	-	1.89±0.60	28.00±0.28
[S II]	10320	13.73±2.68	1.27±0.31	-	4.00±0.60	38.35±0.28
[S II]	10336	13.40±2.68	0.82±0.31	-	1.41±0.60	24.08±0.28
[S II]	10370	2.78±1.43	-	-	-	10.40±0.28
[N I]	10404	13.44±4.13	-	-	2.71±0.59	16.10±0.36
Fe II	10500	-	-	13.04±2.77	-	-
He I	10830	163.98±1.95	73.86±1.66	-	75.88±2.31	685.10±5.21
He I	10830(b)	298.21±7.37	255.46±5.22	133.30±3.65 ^a	115.37±7.55	1470.29±56.18
H I	10938	20.46±2.61	38.35±2.78	-	19.14±3.38	50.28±5.64
H I	10938(b)	122.01±7.43	98.31±6.45	95.82±4.80 ^a	41.47±7.66	295.02±50.94
Fe II	11126	-	-	-	-	-
O I	11287	-	27.93±0.89	43.98±4.08	47.16±2.27	-
[P II]	11460	-	-	-	-	6.25±1.17
[P II]	11886	14.76±3.23	-	-	-	19.70±1.01
[S IX]	12520	-	1.02±0.16	-	11.13±0.77	39.71±0.91
[Fe II]	12570	41.10±1.18 ^c	2.54±0.45 ^c	-	5.26±0.81 ^c	58.80±2.94 ^c
H I	12820	33.84±2.05	79.78±1.59	-	20.71±0.55	108.26±0.99
H I	12820(b)	168.74±10.23	84.20±3.42	101.83±3.70 ^{ad}	66.61±1.67	712.48±8.77
[Fe II]	13201	26.79±3.72	-	-	-	21.48±2.14
[Si X]	14300	-	1.62±0.24	5.12±1.90	22.19±1.05	37.73±1.55
[Fe II]	16436	41.0±3.60 ^c	2.45±0.45 ^c	-	6.42±0.97 ^c	56.2±1.96 ^c
H I	18750	-	106.56±1.40	-	-	-
H I	18750(b)	212.11±4.38 ^{ad}	138.66±3.05	139.53±1.84 ^a	111.49±4.27 ^{ad}	581.50±12.04 ^{ad}
H I	19446	-	1.44±0.52	-	-	6.02±1.16??
H I	19446(b)	-	21.38±1.08	7.58±2.05 ^a	8.52±0.36 ^a	17.92±4.32
H ₂	19570	20.8±1.2 ^c	-	9.17±2.84	7.51±0.62 ^c	21.2±2.0 ^c
[Si VI]	19641	-	3.09±0.36	1.23±0.37	12.54±1.19	68.71±2.05
H ₂	20332	7.97±0.92 ^c	-	-	2.82±0.70 ^c	6.84±0.42 ^c
He I	20580	-	-	-	-	-
He I	20580(b)	5.71±1.43 ^a	-	-	-	-
H ₂	21213	17.7±1.00 ^c	-	-	5.81±0.37	14.7±0.55 ^c
H I	21654	6.51±1.34	2.49±0.37	-	-	12.42±0.63
H I	21654(b)	21.54±6.31	22.46±1.02	13.33±0.73 ^a	13.1±0.84 ^{ca}	31.41±2.64
H ₂	22230	3.67±0.66 ^c	-	-	1.52±0.40 ^c	5.04±0.62 ^c
H ₂	22470	2.32±0.21 ^c	0.24±0.08 ^c	-	-	-
[Ca VIII]	23218	-	-	-	2.36±0.44	15.09±1.02

a Fluxo total da linha.

b Componente larga da linha.

c Rodríguez-Ardila et al. (2004)

d Absorção telúrica.

e Rodríguez-Ardila et al. (2005b)

f Fluxo total. Linha sem componente larga.

h Blend com Fe II $\lambda 9177\text{Å}$ e Fe II $\lambda 9202\text{Å}$.i Blend com Fe II $\lambda 9999\text{Å}$.j Blend com Fe II $\lambda 10171\text{Å}$.k Blend com Fe II $\lambda 9202\text{Å}$.

Tabela 3.5: Fluxos observados para objetos de Tipo 1, em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

Ion	λ_{lab} (Å)	NGC 4748	Mrk 279	NGC 5548	PG 1415+451	Mrk 684
O I	8446	-	32.16±7.67 ^ξ	12.52±1.46	-	-
Ca II	8498	-	-	11.45±1.62	-	-
[S III]	9069	30.67±1.50	7.24±0.85	12.60±0.51	-	-
Fe II	9127	-	-	-	-	-
Fe II	9177	2.57±0.61 ^k	-	-	-	-
Fe II	9202	-	-	-	-	-
H I	9230	-	-	-	-	-
H I	9230(b)	38.41±8.92 ^a	-	-	-	19.23±3.06 ^{ah}
[S III]	9531	90.23±0.67	39.98±0.55	33.69±0.81	-	10.58±2.14
[C I]	9824	-	-	-	-	-
[C I]	9850	-	2.47±0.24	-	-	-
[S VIII]	9910	8.23±2.52	-	5.99±0.44	-	-
Fe II	9999	9.15±1.45	5.16±0.29 ^d	-	-	8.34±1.02
H I	10049	-	-	1.19±0.21	-	-
H I	10049(b)	45.61±2.69 ^a	-	35.30±3.13	-	12.08±1.31 ^a
He II	10122	-	-	-	-	-
He II	10122(b)	13.98±1.47 ^a	-	4.00±0.37 ^a	-	-
Fe II	10171	-	-	-	-	-
[S II]	10286	-	-	1.18±0.14	-	-
[S II]	10320	-	-	1.72±0.14	-	-
[S II]	10336	-	-	0.83±0.14	-	-
[S II]	10370	-	-	0.23±0.14	-	-
[N I]	10404	-	-	1.04±0.21	-	-
Fe II	10500	-	-	-	1.36±0.21	7.18±1.77
He I	10830	46.22±1.17	-	69.88±1.56	-	-
He I	10830(b)	101.76±4.81	134.83±5.24 ^a	131.51±11.66	31.77±1.60 ^a	39.46±2.40 ^a
H I	10938	20.90±2.22	-	-	-	-
H I	10938(b)	19.89±2.52	27.05±3.98 ^a	5.57±1.76 ^a	10.19±1.21 ^a	24.96±2.36
Fe II	11126	-	-	1.84±0.42	-	-
O I	11287	23.17±2.13	-	-	4.31±0.96	9.16±1.83
[P II]	11460	-	-	-	-	-
[P II]	11886	-	-	-	-	-
[S IX]	12520	-	1.84±0.48	2.79±0.37	-	-
[Fe II]	12570	7.39±0.37 ^c	7.22±0.46 ^c	1.71±0.26 ^c	-	-
H I	12820	7.73±0.62	1.43±0.26	5.34±0.30	-	14.61±0.49
H I	12820(b)	60.12±2.20	55.87±2.51	49.30±2.91	19.28±0.84 ^a	13.48±1.17
[Fe II]	13201	3.08±0.22	-	-	-	-
[Si X]	14300	-	-	5.57±0.38	-	-
[Fe II]	16436	7.85±0.61 ^c	5.36±0.61 ^c	1.30±0.14 ^c	-	-
H I	18750	43.24±0.57	-	-	-	24.76±0.46
H I	18750(b)	78.26±2.49	17.45±0.50 ^a	78.87 ^{ad}	21.35±0.73 ^a	17.21±1.46
H I	19446	2.24±0.30	-	-	-	-
H I	19446(b)	8.90±0.99	-	-	-	-
H ₂	19570	1.90±0.42 ^c	0.67 ^{cd}	-	-	-
[Si VI]	19641	8.96±0.29	-	9.97±0.86	-	-
H ₂	20332	-	1.04±0.16 ^c	-	-	-
He I	20580	-	-	-	-	-
He I	20580(b)	1.43±0.08 ^a	-	-	-	-
H ₂	21213	1.59±0.20 ^c	1.89±0.23 ^c	0.80±0.11 ^c	-	-
H I	21654	1.41±0.11	0.63±0.36	-	-	1.68±0.36
H I	21654(b)	9.65±0.49	8.86±2.28	16.27±2.0 ^{ca}	-	3.66±1.01
H ₂	22230	-	0.62±0.15 ^c	-	-	-
H ₂	22470	0.40±0.13 ^c	0.56±0.15 ^c	-	-	-
[Ca VIII]	23218	-	-	1.66±0.38	-	-

a Fluxo total da linha.

b Componente larga da linha.

c Rodríguez-Ardila et al. (2004)

d Absorção telúrica.

e Rodríguez-Ardila et al. (2005b)

f Fluxo total. Linha sem componente larga.

ξ Blend 8446+8498

h Blend com Fe II λ 9177Å e Fe II λ 9202Å.k Blend com Fe II λ 9202Å.

Tabela 3.6: Fluxos observados para objetos de Tipo 1, em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

Ion	λ_{lab} (Å)	Mrk 478	PG 1448+273	Mrk 291	Mrk 493	PG 1519+226
O I	8446	-	17.17±0.80	1.74±0.26	20.69±1.18	14.58±1.58
Ca II	8498	-	9.27±1.53	-	12.51±1.64	9.14±2.10
[S III]	9069	5.22±0.37	4.15±0.40	6.43±1.04	4.84±0.60	-
Fe II	9127	-	-	3.65±0.79	-	-
Fe II	9177	-	1.95±0.23	1.98±0.40	-	-
Fe II	9202	-	1.58±0.26	1.57±0.28	-	-
H I	9230	-	2.78±0.29	-	-	-
H I	9230(b)	11.52±1.84 ^{ah}	9.77±0.88	-	21.84±2.45 ^{ah}	11.00±1.85 ^{ah}
[S III]	9531	27.25±0.68	18.58±0.66	6.83±0.40	16.70±1.10	8.84±1.73 ^d
[C I]	9824	-	2.07±0.20	-	-	0.35±0.07 ^d
[C I]	9850	-	1.00±0.09	-	-	0.86±0.17
[S VIII]	9910	-	0.66±0.06	-	-	0.67±0.12
Fe II	9999	2.74±0.42	3.08±0.50	-	4.33±0.74	-
H I	10049	6.31±0.55	6.60±0.40	-	6.86±0.69	-
H I	10049(b)	35.54±2.02	18.13±2.16	-	5.47±2.25	5.81±0.85 ^a
He II	10122	-	1.08±0.28	-	-	-
He II	10122(b)	-	0.57±0.20	-	-	-
Fe II	10171	-	3.11±0.39	-	1.68±0.08	-
[S II]	10286	-	-	-	-	-
[S II]	10320	-	-	-	-	-
[S II]	10336	-	-	-	-	-
[S II]	10370	-	-	-	-	-
[N I]	10404	2.26±0.17	-	-	-	-
Fe II	10500	7.96±0.56	3.11±0.39	-	2.78±0.27	2.90±0.87
He I	10830	44.38±1.71	16.87±0.19	3.96±0.32	10.87±0.28	12.61±0.44
He I	10830(b)	60.57±5.11	26.74±0.55	5.63±2.40	27.31±0.84	26.34±1.34
H I	10938	18.67±1.57	12.01±0.22	-	7.41±0.28	4.91±0.39
H I	10938(b)	22.72±3.76	15.57±0.79	2.34±0.38 ^a	14.58±0.95	9.65±1.06
Fe II	11126	3.52±0.46	1.64±0.17	0.85±0.20	1.86±0.10	-
O I	11287	23.03±0.36	11.33±0.53	-	10.28±0.54	7.04±0.62 ^d
[P II]	11460	-	-	-	-	-
[P II]	11886	-	-	-	-	-
[S IX]	12520	-	-	-	-	-
[Fe II]	12570	-	-	0.91±0.24 ^c	1.96±0.34 ^c	-
H I	12820	-	-	2.56±0.22	12.89±0.52	10.16±0.50
H I	12820(b)	82.70 ^{cd}	-	2.76±0.85	16.10±1.82	13.06±1.21
[Fe II]	13201	-	-	-	-	-
[Si X]	14300	-	-	-	-	-
[Fe II]	16436	-	-	0.80±0.09 ^c	1.40±0.27 ^c	-
H I	18750	31.15±0.60	26.98±1.17	9.44±0.20	23.83±0.51	9.80±0.39
H I	18750(b)	55.63±1.70	2.40±0.10	4.04±1.25	14.18±1.71	17.79±1.06
H I	19446	-	-	-	-	-
H I	19446(b)	7.63±0.63 ^a	2.40±0.10 ^a	-	-	-
H ₂	19570	3.73±0.40 ^c	0.93±0.07 ^c	0.30±0.12 ^c	-	-
[Si VI]	19641	-	1.00±0.07	-	-	-
H ₂	20332	-	0.37±0.08 ^c	0.22±0.07 ^c	0.32±0.07 ^c	-
He I	20580	-	-	-	-	-
He I	20580(b)	-	0.42±0.10 ^a	0.47±0.05 ^a	-	-
H ₂	21213	1.26±0.15 ^c	0.45±0.08 ^c	0.47±0.10 ^c	1.04±0.20 ^c	-
H I	21654	1.13±0.23	1.45±0.16	0.36±0.04	0.85±0.12	-
H I	21654(b)	6.29±0.62	2.63±0.38	0.91±0.13	1.77±0.25	-
H ₂	22230	-	-	-	-	-
H ₂	22470	-	-	-	-	-
[Ca VIII]	23218	-	-	-	-	-

a Fluxo total da linha.

b Componente larga da linha.

c Rodríguez-Ardila et al. (2004)

d Absorção telúrica.

e Rodríguez-Ardila et al. (2005b)

f Fluxo total. Linha sem componente larga.

ξ Blend 8446+8498

h Blend com Fe II $\lambda 9177\text{Å}$ e Fe II $\lambda 9202\text{Å}$.k Blend com Fe II $\lambda 9202\text{Å}$.

Tabela 3.7: Fluxos observados para objetos de Tipo 1, em unidades de 10^{-15} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$.

Ion	λ_{lab} (Å)	PG 1612+261	Mrk 504	Arp 102B	1 H 1934-063	Mrk 509
O I	8446	16.40±1.20	4.57±1.24	-	40.57±1.49	1946.39±92.08 ^ξ
Ca II	8498	-	-	-	29.18±2.42	-
[S III]	9069	7.86±0.21	2.97±0.51	9.49±1.51	27.25±0.85	276.46±12.18
Fe II	9127	-	-	-	4.07±0.69	-
Fe II	9177	-	-	-	8.77±0.96	-
Fe II	9202	-	-	-	3.12±0.34	-
H I	9230	-	-	-	-	-
H I	9230(b)	13.36±1.40 ^{ah}	-	-	25.56±2.04 ^a	320.59±12.18 ^{ah}
[S III]	9531	26.16±0.92	7.17±0.45	16.07±0.68	82.95±1.18	379.31±14.90
[C I]	9824	0.39±0.02	-	1.77±0.53	-	-
[C I]	9850	0.56±0.03 ^d	0.33±0.05	3.68±0.53	2.75±0.75	-
[S VIII]	9910	1.08±0.04	0.59±0.05	-	9.76±1.10	-
Fe II	9999	4.54±0.64	-	-	23.70±1.18	-
H I	10049	-	1.11±0.10	-	-	-
H I	10049(b)	12.98±0.70 ^a	12.14±0.61	-	28.41±0.79 ^a	-
He II	10122	-	-	-	18.67±1.24	-
He II	10122(b)	7.39±0.86 ^a	0.98±0.13 ^a	0.68±0.38 ^a	-	-
Fe II	10171	-	-	-	3.94±0.77	-
[S II]	10286	0.94±0.06	-	-	1.35±0.19	-
[S II]	10320	0.85±0.06	-	-	1.61±0.19	-
[S II]	10336	0.24±0.06	-	-	0.80±0.19	-
[S II]	10370	0.42±0.06	-	-	0.32±0.19	-
[N I]	10404	-	-	-	-	-
Fe II	10500	-	-	-	-	59.66±2.98
He I	10830	22.59±0.63	12.22±0.39	9.97±1.59	52.96±0.53	-
He I	10830(b)	63.54±2.59	26.67±1.15	33.50±7.88	70.28±1.58	6355.76±69.69 ^a
H I	10938	17.26±1.39	1.30±0.27	-	25.32±0.63	-
H I	10938(b)	23.41±4.09	16.10±1.15	-	28.32±1.57	2205.06±64.87 ^a
Fe II	11126	-	0.98±0.08	-	3.82±0.76	-
O I	11287	7.08±0.51	3.39±0.15	-	26.83±1.24	-
[P II]	11460	-	-	-	7.74±0.39	-
[P II]	11886	-	-	-	-	-
[S IX]	12520	0.96±0.11	-	-	7.83±0.40	-
[Fe II]	12570	3.56±0.25 ^c	-	9.66±0.81 ^e	3.48±0.23	-
H I	12820	10.70±0.56	-	-	43.62±0.61	1125.26±30.16
H I	12820(b)	38.32±1.72	21.8±1.22 ^{ca}	-	36.15±1.81	1824.67±77.87
[Fe II]	13201	-	-	-	1.35±0.43	-
[Si X]	14300	1.14±0.16	-	-	8.57±1.10	-
[Fe II]	16436	-	-	7.25±0.41 ^e	5.46±1.12	-
H I	18750	13.23±0.23	9.57±0.37	-	72.88±0.52	-
H I	18750(b)	63.88±1.05	16.37±1.00	7.13 ^{ad}	28.11±1.81	3721.14±30.16 ^{ad}
H I	19446	4.10±0.45	-	-	-	-
H I	19446(b)	-	-	-	5.77±0.67 ^a	-
H ₂	19570	-	-	1.71±0.20 ^e	3.67±0.78	-
[Si VI]	19641	3.16±0.20	-	-	7.64±0.61	-
H ₂	20332	-	0.15±0.04 ^c	0.66±0.11 ^e	-	-
He I	20580	-	-	-	-	-
He I	20580(b)	-	-	-	2.45±0.33 ^a	-
H ₂	21213	0.76±0.17 ^c	0.35±0.06 ^c	1.77±0.16 ^e	0.59±0.25	-
H I	21654	-	-	-	-	-
H I	21654(b)	-	18.06±0.72 ^{ca}	-	9.63±0.60 ^a	381.96±33.25 ^a
H ₂	22230	-	0.20±0.06 ^c	0.31±0.09 ^e	-	-
H ₂	22470	-	-	-	-	-
[Ca VIII]	23218	-	-	-	2.55±0.37	-

a Fluxo total da linha.

b Componente larga da linha.

c Rodríguez-Ardila et al. (2004)

d Absorção telúrica.

e Rodríguez-Ardila et al. (2005b)

f Fluxo total. Linha sem componente larga.

h Blend com Fe II λ 9177Å e Fe II λ 9202Å.

ξ Blend 8446+8498

Tabela 3.8: Fluxos observados para objetos de Tipo 1, em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

Ion	λ_{lab} (Å)	Mrk 896	1 H 2107-097	Ark 564	NGC 7469
O I	8446	21.78±2.79	35.16±4.53	47.35±1.30	67.80±3.36
Ca II	8498	-	6.29±3.67	39.22±2.50	-
[S III]	9069	-	-	18.97±0.52	43.49±0.24
Fe II	9127	-	5.63±0.39	4.23±0.38	3.43±0.21
Fe II	9177	-	4.73±0.33	5.18±0.47	3.33±0.18
Fe II	9202	-	16.12±1.13	5.30±0.48	3.38±0.19
H I	9230	-	-	-	-
H I	9230(b)	1 -	21.68±1.51 ^a	52.78±4.75 ^a	40.73±3.90
[S III]	9531	7.85±0.68	16.84±1.06	55.39±0.82	139.79±3.18
[C I]	9824	-	-	-	3.34±0.52
[C I]	9850	-	-	0.76±0.16	9.81±0.52
[S VIII]	9910	-	-	5.94±0.35	5.62±0.83
Fe II	9999	4.14±0.75	-	20.36±0.58	-
H I	10049	-	-	16.13±0.37	5.12±0.37
H I	10049(b)	6.98±0.70 ^a	104.42±6.07 ^a	27.74±1.12	96.93±2.30
He II	10122	-	-	6.94±0.43	8.72±0.52
He II	10122(b)	2.49±1.04 ^a	2.45±1.03 ^a	12.73±1.28	13.09±1.57
Fe II	10171	-	-	3.50±0.58	-
[S II]	10286	-	-	0.88±0.21	4.48±0.12
[S II]	10320	-	-	1.81±0.21	4.51±0.12
[S II]	10336	-	-	1.46±0.21	1.35±0.12
[S II]	10370	-	-	0.92±0.21	1.24±0.12
[N I]	10404	-	-	2.54±0.40	2.82±0.14
Fe II	10500	2.05±0.30	10.86±2.67	13.05±0.58	9.88±3.00
He I	10830	5.47±0.37	55.50±1.06	43.85±0.68	115.90±1.38
He I	10830(b)	8.09±1.11	196.79±4.16	85.96±2.85	327.62±5.69
H I	10938	-	-	23.16±0.69	30.83±2.23
H I	10938(b)	3.70±1.49 ^a	71.67±2.75 ^a	39.27±2.04	160.91±6.88
Fe II	11126	-	-	5.57±0.40	-
O I	11287	7.49±0.41	17.32±1.61	34.66±0.36	38.87±0.42
[P II]	11460	-	-	-	4.75±0.25
[P II]	11886	-	-	1.87±0.29	7.08±1.03
[S IX]	12520	-	-	6.88±0.38	6.10±1.06
[Fe II]	12570	-	-	3.87±0.44 ^c	12.44±0.69 ^e
H I	12820	3.43±0.26	71.66±1.97	43.16±0.45	31.66±1.74 ^e
H I	12820(b)	17.95±0.80	67.50±5.69	59.03±1.54	153.08±7.27
[Fe II]	13201	-	-	-	-
[Si X]	14300	-	2.46±0.63	17.77±0.54	11.39±1.30
[Fe II]	16436	-	-	3.90±0.65 ^c	9.87±0.68 ^e
H I	18750	2.71±0.26	90.90±1.82	55.03±0.86	25.84±1.55
H I	18750(b)	31.38±1.21	78.76±4.63	50.74±2.82	206.48±11.56
H I	19446	-	-	3.07±0.18	1.85±0.25
H I	19446(b)	-	-	5.90±0.59	2.46±0.44
H ₂	19570	0.41 ^{cd}	-	0.80±0.22 ^c	16.04±0.61 ^e
[Si VI]	19641	-	1.49±0.61	6.16±0.30	12.36±0.46
H ₂	20332	0.42±0.13 ^c	-	0.53±0.18 ^c	3.28±0.23 ^e
He I	20580	-	-	-	1.42±0.29
He I	20580(b)	-	-	-	4.95±1.78
H ₂	21213	0.41±0.10 ^c	-	1.24±0.27	8.74±0.28 ^e
H I	21654	0.37±0.09	14.57±1.16	4.76±0.16	4.52±0.28 ^e
H I	21654(b)	2.78±0.43	7.93±3.09	5.70±0.43	20.66±1.41
H ₂	22230	-	-	-	2.02±0.53 ^e
H ₂	22470	0.20±0.06 ^c	-	-	1.55±0.53 ^e
[Ca VIII]	23218	-	1.46±0.30	3.09±0.54	> 1.90

a Fluxo total da linha.

b Componente larga da linha.

c Rodríguez-Ardila et al. (2004)

d Absorção telúrica.

e Rodríguez-Ardila et al. (2005b)

f Fluxo total. Linha sem componente larga.

h Blend com Fe II $\lambda 9177\text{Å}$ e Fe II $\lambda 9202\text{Å}$.

ξ Blend 8446+8498

Tabela 3.9: Fluxos observados para objetos de Tipo 2, em unidades de 10^{-15} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$.

Ion	λ_{lab} (Å)	NGC 34	NGC 262	Mrk 993	NGC 591	Mrk 573	NGC 1144	Mrk 1066	NGC 1275	NGC 1614
[S III]	9069	16.57±2.90	47.76±0.68	7.11±0.98	34.95±1.05	38.92±1.09	3.77±0.23	65.66±0.52	72.93±2.39	100.39±1.57
[S III]	9531	18.47±1.01	128.13±1.20	16.51±0.07	92.63±0.95	108.65±0.69	7.11±0.16	178.79±1.02	188.73±1.55	278.66±1.22
[C I]	9824	2.55±0.94	1.70±0.52	0.36±0.11	3.38±0.70	0.59±0.05	-	5.72±0.27	5.38±0.57	-
[C I]	9850	7.40±0.94	4.13±0.52	2.10±0.20	7.23±0.70	2.57±1.23	-	12.54±0.27	17.26±0.59	-
[S VIII]	9910	-	2.65±0.59	0.76±0.17	2.52±0.23	6.10±0.10	-	-	-	-
H I	10049	-	2.26±0.52	-	2.54±0.58	3.27±0.16	-	9.74±0.30	13.32±1.08	17.28±0.67
He II	10122	-	3.78±0.54	-	4.28±0.83	-	-	5.36±0.55	4.00±0.78	-
[S II]	10286	-	5.85±0.55	-	1.98±0.57	3.58±0.22	-	5.52±0.38	33.05±1.30	-
[S II]	10320	-	8.18±0.55	-	4.52±0.57	2.78±0.22	-	7.88±0.38	42.16±1.30	-
[S II]	10336	-	4.02±0.55	-	1.91±0.57	1.67±0.22	-	3.76±0.38	34.65±1.30	-
[S II]	10370	-	2.06±0.55	-	1.86±0.57	1.22±0.22	-	2.16±0.38	17.64±1.30	-
[N I]	10404	-	1.94±0.38	-	1.99±0.73	1.80±0.44	-	1.54±0.36	42.82±1.38	-
He I	10830	20.71±1.30	66.98±0.61	32.41±1.89	53.20±0.75	50.95±0.40	-	102.69±1.39	588.47±5.14	238.51±4.60
H I	10938	-	5.82±0.62	15.39±2.46	5.70±0.56	6.11±0.41	-	25.53±1.20	83.53±4.25	53.67±4.79
[P II]	11470	-	1.71±0.36	-	-	2.17±0.19	-	4.51±0.20	5.21±0.41	-
He II	11626	-	0.76±0.19	-	-	1.77±0.12 ^d	-	1.51±0.30	3.24±0.39	-
[P II]	11886	8.85±2.33	3.68±0.39	-	5.35±0.77	2.18±0.69 ^d	-	16.31±1.45	18.95±0.50	-
[S IX]	12520	-	2.28±0.58	-	-	4.85±0.13	-	4.81±0.32	-	-
[Fe II]	12570	13.76±1.24 ^e	11.59±0.52 ^e	5.05±0.30 ^e	17.19±0.75 ^e	5.90±0.14 ^e	0.91±0.23 ^e	38.53±0.25 ^e	63.49±1.51 ^e	35.02±1.22 ^e
H I	12820	12.83±1.13 ^e	10.75±0.33 ^e	14.90±2.66 ^e	15.14±0.49 ^e	9.58±0.17 ^e	-	54.07±0.24 ^e	60.66±3.15 ^e	129.28±1.14 ^e
[Fe II]	12950	-	1.61±0.33	-	2.15±0.40	-	-	5.59±0.71	12.13±2.62	-
[Fe II]	13209	-	3.34±0.81	-	6.41±1.09	-	-	13.70±0.54	18.48±1.64	-
[Si X]	14300	-	2.03±0.50	-	3.16±0.42	7.54±0.25	-	4.25±1.07	-	-
[Fe II]	15342	-	2.32±0.22	-	-	-	-	6.61±0.64	8.82±0.94	-
[Fe II]	16436	11.00±2.87 ^e	9.09±0.31 ^e	-	14.19±0.73 ^e	4.11±0.09 ^e	-	37.07±0.34 ^e	61.49±0.65 ^e	20.84±2.91 ^e
[Fe II]	16773	-	-	-	-	-	-	3.97±0.50	8.97±0.53	-
H I	16806	-	-	-	-	-	-	3.98±0.55	-	-
H I	18750	62.75±0.43	35.26±1.05	-	60.10±0.77	45.57±0.28	-	145.74±1.60	145.14±2.52	295.45±6.86
H I	19446	-	-	-	0.93±0.08	1.37±0.06	-	8.67±0.04	13.98±2.06	20.50±3.48
H ₂	19570	12.43±1.02 ^e	2.09±0.18 ^e	1.63±0.10 ^e	6.82±0.63 ^e	1.44±0.17 ^e	-	15.17±0.38 ^e	43.15±0.67 ^e	11.18±3.97 ^e
[Si VI]	19641	-	4.43±0.19	-	8.07±0.76	10.17±0.18	-	3.53±0.34	-	-
H ₂	20332	4.66±0.23 ^e	0.60±0.09 ^e	0.92±0.12 ^e	2.66±0.22 ^e	0.75±0.24 ^e	0.47±0.06 ^e	4.83±0.10 ^e	15.26±0.33 ^e	-
He I	20580	-	-	-	1.42±0.19	0.53±0.06	-	6.83±0.19	9.62±1.14	25.99±0.56
H ₂	21213	12.15±1.27 ^e	1.61±0.05 ^e	1.01±0.17 ^e	6.52±0.14 ^e	1.82±0.19 ^e	0.94±0.04 ^e	13.41±0.16 ^e	42.95±0.37 ^e	5.70±0.77 ^e
H I	21654	7.12±0.13 ^e	1.09±0.11 ^e	-	3.55±0.22 ^e	2.77±0.09 ^e	-	14.16±0.22 ^e	9.77±0.41 ^e	42.45±0.74 ^e
H ₂	22230	-	-	-	1.77±0.16 ^e	-	-	2.66±0.06 ^e	11.81±0.30 ^e	-
H ₂	22470	-	-	-	0.70±0.16 ^e	-	-	1.77±0.03 ^e	4.51±0.33 ^e	-
[Ca VIII]	23218	-	-	-	-	3.18±0.29	-	-	-	-

Continuação da Tabela 3.9.

Ion	λ_{lab} (Å)	NGC 2110	ESO 428-G014	NGC 3310	NGC 5728	NGC 5929	NGC 5953	NGC 7674	NGC 7682	NGC 7714
[S III]	9069	50.08±1.63	143.16±0.89	35.21±1.82	-	14.70±1.22	18.21±2.73	56.85±1.68	32.27±1.01	82.46±2.57
[S III]	9531	125.39±0.88	371.27±2.39	92.45±1.33	62.15±0.70	34.32±0.95	34.85±2.32	143.23±5.73	85.25±0.35	202.45±1.54
[C I]	9824	8.38±0.64	7.50±0.32	-	-	-	-	-	-	2.72±0.54
[C I]	9850	20.67±0.64	12.76±0.32	-	-	-	-	-	-	3.18±0.35
[S VIII]	9910	-	6.03±0.31	-	-	-	-	6.84±0.64	-	-
H I	10049	3.00±0.27	9.19±0.63	3.44±0.51	5.45±1.42	-	-	4.03±0.98	1.69±0.71	-
He II	10122	-	20.18±0.80	12.59±1.34	7.03±1.58	-	4.9±1.05	8.38±0.67	1.18±0.18	11.47±0.63
[S II]	10286	16.89±1.16	9.53±0.20	-	-	-	-	4.58±0.60	3.91±0.77	-
[S II]	10320	19.75±1.16	13.45±0.20	-	-	-	-	4.73±0.60	5.39±0.77	-
[S II]	10336	13.50±1.16	7.55±0.20	-	-	-	-	3.09±0.60	2.31±0.77	-
[S II]	10370	8.40±1.16	2.53±0.20	-	-	-	-	0.49±0.60	1.96±0.77	-
[N I]	10404	25.94±1.65	0.91±0.12	-	-	-	-	6.26±1.45	2.09±1.00	-
He I	10830	102.30±1.00	178.01±0.90	-	32.69±1.38	20.70±0.69	18.73±1.63	56.48±0.57	49.09±1.50	128.83±2.39
H I	10938	12.66±1.03	31.04±1.15	-	3.80±1.05	3.79±0.27 ^d	-	13.87±1.31	4.98±1.12	26.70±2.12
[P II]	11470	-	4.55±0.71	-	-	-	-	1.52±0.13	-	-
He II	11626	-	2.92±0.51	-	-	-	-	0.65±0.08	-	-
[P II]	11886	14.49±2.75	15.18±0.74	-	-	-	-	5.69±0.30	-	-
[S IX]	12520	-	5.15±0.80	-	1.19±0.59	-	-	4.11±1.48	-	-
[Fe II]	12570	81.24±1.02 ^e	30.24±0.62 ^e	10.70±0.87 ^c	5.08±0.50 ^c	8.44±0.36 ^e	19.06±0.66 ^e	10.81±0.92 ^e	4.58±0.74 ^e	17.35±0.53 ^e
H I	12820	14.91±0.86 ^e	45.26±0.57 ^e	31.74±1.03 ^c	7.37±1.16 ^c	7.68±0.20 ^e	-	10.36±0.58 ^e	9.92±0.65 ^e	59.73±1.38
[Fe II]	12950	13.03±1.18	5.94±0.89	-	-	-	-	-	-	-
[Fe II]	13209	30.76±0.63	22.26±2.06	-	-	3.50±0.76	13.89±2.11	-	-	-
[Si X]	14300	-	-	-	-	-	-	3.53±0.25	-	-
[Fe II]	15342	14.62±1.33	7.82±0.82	-	-	-	-	-	-	-
[Fe II]	16436	70.17±0.55 ^e	28.47±1.05 ^e	11.12±1.57 ^c	4.96±0.61 ^c	7.83±0.37 ^e	15.21±1.89 ^e	9.74±0.47 ^e	-	14.84±2.08 ^e
[Fe II]	16773	8.80±1.18	3.83±0.20	-	-	-	-	24.07±5.31	-	-
H I	16806	-	8.22±0.29	-	-	-	-	25.66±4.52	-	-
H I	18750	32.95±4.50	102.05±0.78	112.98±1.57	20.63±1.92	-	19.82±0.83	32.06±1.09	31.82±0.81	117.94±2.35
H I	19446	-	3.00±0.49	4.04±0.83	-	-	-	3.38±0.51	-	-
H ₂	19570	11.35±0.28 ^e	8.29±0.55 ^e	-	6.04±0.56 ^c	3.07±0.60 ^e	6.67±1.85 ^e	4.05±0.56 ^e	9.40±0.51 ^e	-
[Si VI]	19641	-	21.09±0.66	-	7.08±0.88	-	-	10.71±1.11	2.96±0.63	-
H ₂	20332	4.22±0.21 ^e	3.06±0.27 ^e	1.24±0.25 ^c	2.40±0.20 ^c	1.33±0.23 ^e	2.28±0.72 ^e	1.20±0.23 ^e	3.50±0.22 ^e	-
He I	20580	1.67±0.22	2.14±0.08	6.69±0.52	-	-	-	1.27±0.27	-	8.83±0.31
H ₂	21213	8.39±0.19 ^e	8.27±0.12 ^e	1.54±0.32 ^c	6.28±0.12 ^c	2.88±0.22 ^e	3.54±0.51 ^e	2.12±0.12 ^e	9.78±0.14 ^e	3.31±0.43 ^e
H I	21654	2.50±0.22 ^e	8.98±0.14 ^e	10.79±0.33 ^c	2.11±0.19 ^c	1.35±0.25 ^e	-	3.13±0.25 ^e	1.94±0.11 ^e	15.47±0.28
H ₂	22230	2.70±0.36	-	-	1.68±0.20 ^c	0.80±0.26 ^e	-	-	2.51±0.30 ^e	-
H ₂	22470	-	-	-	0.89±0.20 ^c	-	-	0.67±0.11 ^e	-	-
[Ca VIII]	23218	-	-	-	-	-	-	1.45±0.14	-	-

c Rodríguez-Ardila et al. (2004)

d Absorção telúrica.

e Rodríguez-Ardila et al. (2005b)

Capítulo 4

Hidrogênio molecular e [Fe II] em galáxias Seyfert¹

Uma das grandes questões da física das galáxias com linhas de emissão é explicar a presença de linhas moleculares a algumas centenas de pc da fonte central. Estas linhas são detectadas em galáxias com os mais variados tipos de atividade nuclear. Desde objetos cuja atividade é dominada pela alta taxa de formação estelar até objetos onde a atividade é dominada por uma fonte central (AGN). De particular importância, o segundo grupo, onde modelos unificados prevêem a presença de um toróide de poeira, o qual pode servir como um reservatório natural de gás molecular e poeira.

As linhas de H₂ podem ser produzidas por três mecanismos de excitação distintos: fluorescência ultravioleta (UV) (Black & van Dishoeck, 1987), choques (Hollenbach & McKee, 1989) e iluminação por raio-X (Maloney et al., 1996). O primeiro mecanismo é conhecido como processo não-térmico, enquanto que os últimos dois como processos térmicos. Cada um destes processos produz um espectro diferente, e as intensidades relativas entre as linhas de H₂ podem ser utilizadas para investigar qual destes processos é dominante na produção das linhas moleculares observadas nos espectros dos AGNs. Rodríguez-Ardila et al. (2004) realizaram um estudo pioneiro sobre os mecanismos de excitação do H₂ em galáxias Seyfert. A amostra utilizada por eles foi quase que em sua totalidade a nossa sub-amostra de galáxias Sy 1 (clássicas e NLS1). Os mesmos detectaram esta molécula em aproximadamente 90% da amostra, mostrando que H₂ aquecido (T~2000 K) está presente em quase todos os AGNs, resultados estes por nós confirmados (Riffel et al., 2006). Neste estudo, Rodríguez-Ardila et al. (2004), propõem que o mecanismo dominante na

¹Baseado em Rodríguez-Ardila; Riffel & Pastoriza (2005)

excitação do H_2 é térmico, com uma clara contribuição de processos associados à fonte central. Uma vantagem do trabalho de Rodríguez-Ardila et al. (2004) sobre os trabalhos similares existentes na literatura (Larkin et al., 1998, Rigopoulou et al., 2002) é que o espectro integrado obtido por eles, na maioria dos objetos, cobre os 300 pc centrais, minimizando desta forma a contaminação introduzida pela galáxia hospedeira. Além de estudar os mecanismos de excitação do H_2 nos AGNs, também é interessante estudar quais são os processos de excitação responsáveis pelas linhas de emissão do [Fe II] observadas nestes objetos. Este estudo é interessante, pois freqüentemente sugere-se que as linhas de [Fe II] e de H_2 são formadas na mesma parcela de gás e associadas à regiões de formação estelar. Entretanto, evidências acumuladas nos últimos anos mostram que nos AGNs o [Fe II] pode ter diferentes fontes dominantes na excitação do gás, mas muito provavelmente associadas à fonte central (Forbes & Ward, 1993, Goodrich et al., 1994, Simpson et al., 1996, Alonso-Herrero et al., 1997, Mouri et al., 2000, Rodríguez-Ardila et al., 2004, 2005b).

Neste capítulo estudaremos os mecanismos de excitação do H_2 e [Fe II] para a nossa amostra de galáxias Sy 2 (além de algumas Sy 1 e SB, veja Tab. 4.1) e compararemos com os resultados obtidos para as Sy 1 de nossa amostra (previamente estudadas por Rodríguez-Ardila et al., 2004). Muitos dos AGNs estudados estão próximos o suficiente para permitir-nos mapear a emissão molecular em escalas de algumas poucas centenas de pc da fonte central (~ 200 pc). Além dos mecanismos de excitação, incluímos os nossos dados ao diagrama de diagnóstico envolvendo as razões de linhas H_2 21213 Å/ $Br\gamma$ vs [Fe II] 12570 Å/ $Pa\beta$, proposto inicialmente por Larkin et al. (1998), e melhorado por Rodríguez-Ardila et al. (2004, 2005b).

4.1 Cinemática das linhas de H_2 e [Fe II]

O principal objetivo desta seção é discutir como a largura da linha de H_2 21213 Å se compara com linhas típicas da NLR. O que nos permitirá inferir importantes limites quanto à localização do gás molecular. Rodríguez-Ardila et al. (2004), ao estudarem a cinemática destas linhas nas galáxias Sy 1, inferiram que H_2 21213 Å é espectroscopicamente não resolvido com FWHM sistematicamente menores que os das linhas de emissão típicas da NLR. O que foi interpretado em termos de uma desconexão cinemática entre o gás molecular e a NLR. É interessante verificar se este resultado se propaga para as galáxias Sy 2.

Os valores de FWHM para a linha H_2 21213 Å e para outras linhas típicas da NLR estão listados na Tab. 4.1. O erro associado com o FWHM é dominado por

Tabela 4.1: FWHM (em km s^{-1}), corrigidos pela resolução instrumental, esta correção foi aplicada para linhas com valor medido de $\text{FWHM} > 500 \text{ km s}^{-1}$, e linhas com valores menores são reportadas como não resolvidas, ou seja $\text{FWHM} = 360 \text{ km s}^{-1}$.

Nossa Amostra					Amostra de Rodríguez-Ardila et al. (2004)				
Galaxy	[Si VI] (1.964)	[Fe II] (1.257)	H ₂ (2.121)	[S III] (0.9530)	Galaxy	[Si VI] (1.964)	[Fe II] (1.257)	H ₂ (2.121)	[S III] (0.9530)
Mrk 334	-	380	360	610	Mrk 1210	660	650	380	685
NGC 34	-	500	430	440	Mrk 124	360	420	395	420
NGC 262	360	515	360	540	Mrk 1239	...	456	...	865
Mrk 993	-	475	370	640	NGC 3227	420	560	360	470
NGC 591	390	620	360	525	H 1143-192	556	404	...	360
Mrk 573	360	395	360	435	NGC 3310	...	360	360	360
NGC 1097	-	-	415	-	NGC 4051	360	360	360	360
NGC 1144	-	-	390	520	NGC 4151	360	505	370	360
Mrk 1066	360	440	360	505	Mrk 766	390	370	370	360
NGC 1275	-	710	375	1340	NGC 4748	590	440	370	360
NGC 1614	-	440	360	440	Mrk 279	...	440	370	610
MCG-05-13-017	575	375	415	420	NGC 5548	480	435	360	360
NGC 2110	-	575	360	670	Mrk 478	...	370	380	360
ESO 428-G014	385	470	360	525	NGC 5728	520	360	360	405
NGC 5929	-	450	360	405	PG 1448+273	526	...	370	370
NGC 5953	-	610	440	680	Mrk 291	...	370	370	360
Arp 102B	-	675	395	715	Mrk 493	...	380	382	360
ARK 564	420	390	360	635	PG 1612+261	450	550	370	360
NGC 7469	360	390	360	645	Mrk 504	430	...	360	617
NGC 7674	745	660	360	400	1H 1934-063	650	550	360	420
NGC 7682	360	460	360	425	Mrk 896	...	360	360	360
NGC 7714	-	360	360	380	Ark 564	530	360	370	440

incertezas basicamente devido à determinação do contínuo, $\sim 30 \text{ km s}^{-1}$. Uma linha foi considerada como sendo espectroscopicamente resolvida se a FWHM fosse maior que 500 km s^{-1} . Esta condição garante que o valor de FWHM é igual ou maior que o instrumental (360 km s^{-1}), após corrigido por este efeito². O que quer dizer que linhas com $\text{FWHM} = 360 \text{ km s}^{-1}$ na Tab. 4.1 podem ter valores medidos de FWHM entre 360 e 499 km s^{-1} . Estas linhas são consideradas não resolvidas, pois a largura intrínseca das mesmas é menor ou igual à instrumental.

Na Fig. 4.1 comparamos os perfis observados para as linhas do H₂ 21213 Å (linha pontilhada) e [Fe II] 12570 Å (linha cheia), para uma sub-amostra da Tab. 4.1. Como podemos ver, os perfis das linhas de [Fe II] tendem a ser mais alargados que os do H₂. Os perfis de ambas as linhas são similares nas galáxias NGC 34 e Arp 102 B, contudo, estas duas galáxias não são Seyfert genuínas, mas objetos com características de SB/LINER.

A distribuição de FWHM para as galáxias Sy 1 e Sy 2 é bastante similar, como podemos observar na Fig 4.2, onde apresentamos a distribuição de FWHM para as

²A correção foi feita em quadratura, ou seja, $\text{FWHM}_{\text{int}}^2 = (\text{FWHM}_{\text{med}}^2 - \text{FWHM}_{\text{inst}}^2)$. Para converter em Kms^{-1} utilizamos a relação $\text{FWHM}(\text{Kms}^{-1}) = c \frac{\text{FWHM}_{\text{int}}}{\lambda_{\text{lab}}}$.

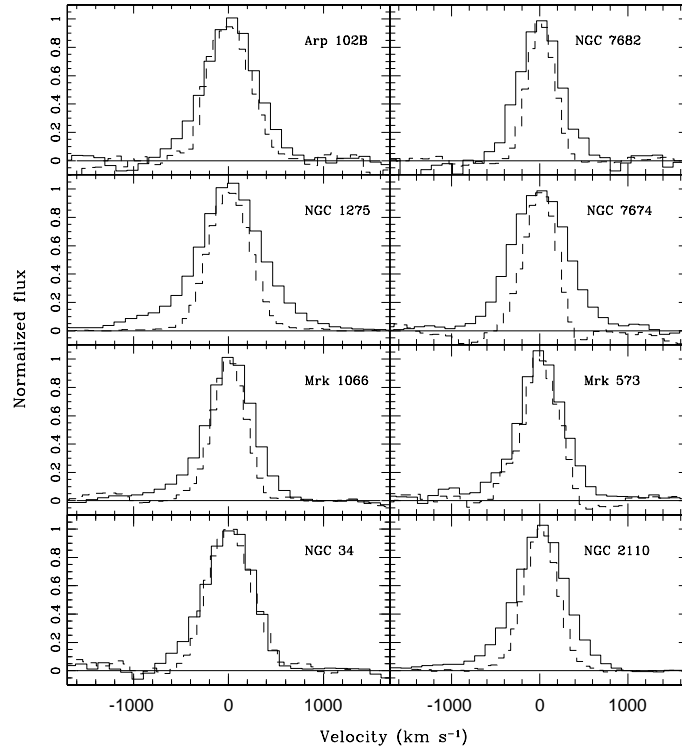


Figura 4.1: Comparação entre os perfis das linhas de [Fe II] 12570 Å (histograma sólido) e H₂ 21213 Å (histograma pontilhado) para uma sub amostra de objetos.

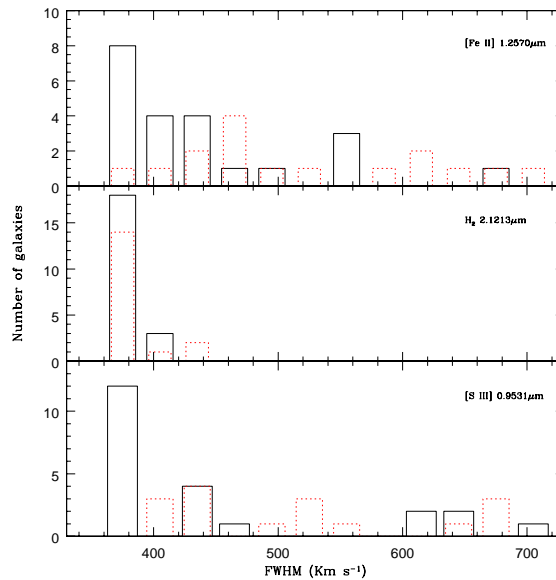


Figura 4.2: Histograma mostrando a distribuição de FWHM para as galáxias Seyfert (linha sólida) e Seyfert 2 (linha pontilhada), para os AGNs de nossa amostra. No painel do topo mostramos os resultados para [Fe II] 12570 Å no central os valores obtidos para H₂ 21213 Å e na base os da distribuição observada para o [S III] 9531 Å. O intervalo (bin) de velocidades adotado foi de 30 km s⁻¹.

linhas de [Fe II] 12570 Å, H₂ 21213 Å e [S III] 9531 Å. Enquanto que a distribuição de velocidades no primeiro e no último íon são similares para ambos os tipos de atividade Seyfert, apresentando uma grande faixa de velocidades (de 360 ~700 km s⁻¹), cerca de 84% das galáxias apresentam linhas de H₂, que não são resolvidas espectroscopicamente, com apenas alguns objetos apresentando valores de FWHM maiores que 450 km s⁻¹.

A Fig. 4.2 sugere fortemente, que o H₂ está cinematicamente desconectado do gás responsável pela emissão das linhas estreitas (NLR). Pode-se argumentar que a diferença nas larguras das linhas está relacionada ao fato das linhas de H₂ serem formadas na borda externa da NLR, a uma distância superior a ~1 Kpc. Entretanto, estudos prévios realizados em amostras contendo um número menor de objetos, encontraram grandes concentrações de gás molecular no núcleo independentemente do tipo Seyfert (Reunanen et al., 2002, 2003). Além disso, o tamanho das regiões nucleares emitindo o H₂ derivado por eles, varia de <20 até ~300 pc, que é bastante similar ao tamanho da região integrada coberta por nossos espectros (veja Tab.2.1). Curvas de rotação para o H₂ derivadas por Reunanen et al. (2002, 2003) apóiam a desconexão entre o gás molecular e a região de linhas estreitas. Eles concluíram que o gás responsável pela emissão do H₂ provavelmente está distribuído sob a forma de um disco circundando o núcleo. Esta morfologia não é observada para o [Fe II] e para Brγ.

Em síntese, as evidências observacionais aqui apresentadas confirmam que o H₂ é observado a poucas centenas de pc da fonte central dos AGNs, independentemente do tipo de atividade, e que o gás molecular (H₂) segue uma cinemática diferente da NLR. Curvas de rotação derivadas por Reunanen et al. (2002, 2003) em objetos comuns à nossa amostra suportam esta hipótese e apontam para um cenário onde um disco de H₂ circunda a região nuclear.

4.2 Mecanismos de excitação das linhas de H₂ no NIR

A molécula de H₂ pode ser excitada de três maneiras distintas: (i) **fluorescência UV**, onde fótons da banda Lyman-Werner (912-1108 Å) são absorvidos pelo H₂ e posteriormente re-emitidos, resultando na população de vários níveis rotacionais e vibracionais do estado eletrônico fundamental (e.g. Black & van Dishoeck, 1987); (ii) **choques**, ondas de gás movendo-se à alta velocidade, aquecem, alteram quimicamente e aceleram o gás ambiente, resultando na excitação da molécula de H₂

(e.g. Hollenbach & McKee, 1989); (iii) **iluminação por raio-X**, fótons altamente energéticos, penetram profundamente nas nuvens moleculares, aquecendo grandes quantidades de gás molecular, resultando na emissão de H₂ (e.g. Maloney et al., 1996). Cada um dos três mecanismos (o primeiro conhecido como mecanismo não-térmico e os dois últimos como mecanismos térmicos) produz um espectro diferente para o H₂. Deste modo, as intensidades relativas entre as linhas do H₂ podem ajudar a distinguir qual destes processos é dominante na excitação do H₂. Vale ressaltar que uma alternativa ao processo (iii) é que o gás molecular é aquecido por fótons UV ao invés de radiação raio-X. Este é o caso de regiões de fotodissociação estáticas e densas (PDRs; Sternberg & Dalgarno, 1989).

Os fluxos das linhas da molécula de H₂ detectadas na banda *K* (H₂ 19570 Å, 20332 Å, 21213 Å, 22230 Å e 22470 Å), segundo Mouri (1994), fornecem bons diagnósticos para discriminar o mecanismo dominante na produção das linhas desta molécula. Podemos investigar os mecanismos de excitação do gás molecular construindo diagramas que envolvam razões de linhas de níveis vibracionais diferentes *versus* razões que envolvam linhas de mesmo nível vibracional³. Mouri (1994) sugeriu que as razões de linhas do H₂(1,0)S(2)22470 Å/(1,0)S(1)21213 Å separam as linhas de H₂ dominadas por processos de excitação térmicos ($I_{22470 \text{ Å}} / I_{21213 \text{ Å}} \sim 0.1 - 0.2$) das dominadas por processos de excitação não-térmicos ($I_{22470 \text{ Å}} / I_{21213 \text{ Å}} \sim 0.55$). Além disso, a razão de linhas H₂(1,0)S(2)20332 Å/(1,0)S(0)22230 Å ajuda a determinar a temperatura de excitação térmica⁴.

A Fig 4.3 é um diagrama envolvendo as razões de fluxos das linhas do hidrogênio molecular, H₂(1,0)S(2)22470 Å/(1,0)S(1)21213 Å *versus* H₂(1,0)S(2)20332 Å/ (1,0)S(0)22230 Å. A curva sólida representa os modelos de Mouri (1994). Este diagrama mostra que a maioria dos AGNs (círculos preenchidos e caixas abertas) estão distribuídos em torno da curva térmica, com temperaturas de excitação térmica variando entre 1500 K e 2500 K. Para estas galáxias a emissão de H₂ é dominada por processos de excitação térmicos. Para poucos objetos, uma mistura de processos térmicos

³Se a excitação via fluorescência domina, o povoamento dos níveis superiores é favorecido e nesse caso a razão H₂(1,0)S(2)22470 Å/(1,0)S(1)21213 Å é alta. Por outro lado, se não existir a fluorescência por fótons UV, a temperatura “vibracional” não é suficiente para excitar os níveis vibracionais de maior energia.

⁴Apenas para familiarizar o leitor com a notação, uma linha de hidrogênio molecular é descrita por: H₂ ($\nu_{sup} - \nu_{inf}$)[S(J);Q(J);O(J)], onde ν é o número quântico vibracional, J é o número quântico rotacional do nível vibracional inferior e S, Q e O denotam se J é menor que, maior que ou igual ao número quântico do nível superior. Por exemplo a linha H₂ 21213 Å(1-0)S(1) é originada de ($\nu_{sup} = 1 - \nu_{inf} = 0$)S(J=3-J=1), o S (menor que) nos permite inferir que o nível rotacional (no nível vibracional superior) onde o elétron se encontrava antes da transição era o de J=3, ou seja 1+2, pois devido à natureza quadrupolar do H₂ $\Delta J = \pm 2$.

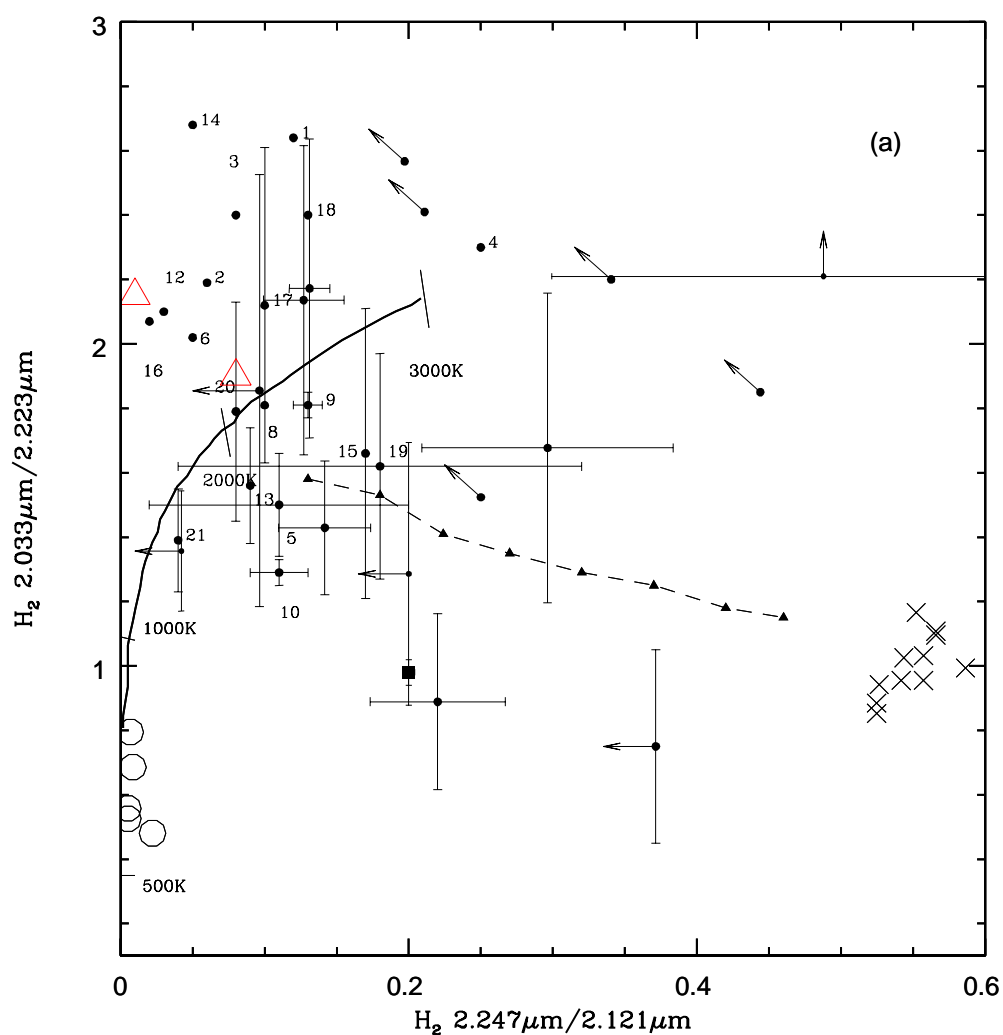


Figura 4.3: Diagrama envolvendo as razões de linhas $(2-1)S(1) 2.247\mu\text{m}/(1-0)S(1) 2.121\mu\text{m}$ vs $(1-0)S(2) 2.033\mu\text{m}/(1-0)S(0) 2.223\mu\text{m}$. As curvas representam a emissão térmica entre 500-3000 K. As cruzes são a emissão não térmica de modelos de excitação UV de Black & van Dishoeck (1987). Os círculos preenchidos são os objetos por nós estudados, em sua maioria galáxias Sy 2. Caixas abertas representam a sub-amostra de nossas galáxias previamente estudadas por Rodríguez-Ardila et al. (2004), em sua maioria Sy 1. Círculos abertos são modelos de excitação UV térmica de Sternberg & Dalgarno (1989). Triângulos abertos são os modelos térmicos de excitação via raio-X de Lepp & McCray (1983). Os números identificam alguns objetos (da amostra de Sy 2) de acordo com a notação da Tab. 2.1. Os triângulos preenchidos representam os valores preditos para as razões de linhas de uma mistura dos modelos térmicos e modelos de fluorescência com baixa densidade de Black & van Dishoeck (1987). A porcentagem da componente térmica decresce em passos de 10% (conseqüentemente a componente não-térmica aumenta na mesma proporção), partindo de um modelo onde 90% é térmico e 10% fluorescência UV (primeiro triângulo da esquerda para a direita) até uma contribuição de 20% térmica e 80% não térmica (último triângulo da seqüência).

e não-térmicos é observada, com temperatura de excitação da componente térmica maior que 1000 K. Observe que a fração em que a emissão não-térmica contribui para a emissão do H_2 não é maior que 30%, como pode ser determinado a partir das razões de linhas preditas pelo modelo mix (mistura dos modelos térmicos e não-térmicos), também apresentados na Fig 4.3 (triângulos). Os AGNs estão mais concentrados na parte superior esquerda da Fig 4.3. Aquecimento por radiação UV (e. g. PDRs), ou seja, pontos com H_2 20332 Å/22230 Å \sim 1, não têm papel importante na excitação do gás molecular na maioria das fontes, exceto em alguns poucos objetos, todos com alta taxa de formação estelar (e.g. Mrk 1210 e Mrk 504). Também adicionamos na Fig 4.3 os valores previstos para aquecimento via raio-X (triângulos abertos) de Lepp & McCray (1983). Como pode-se observar, eles ocupam o canto superior esquerdo acima da curva térmica, muito próximos da região onde NGC 34, Mrk 573, MCG-5-13-17, NGC 5953 e ESO 428-G014 estão localizados. O que sugere que provavelmente o aquecimento por raio-X é a fonte responsável pela excitação do H_2 nestes objetos. Não descartamos a hipótese de que um parâmetro adicional, como a densidade, nos parâmetros de ionização pode ter um papel importante para explicar os pontos bem acima da curva térmica. Contudo, não é possível confirmar isso a partir dos nossos dados. Acima de tudo, podemos afirmar que a maioria das linhas de H_2 observadas nos AGNs são produzidas por mecanismos de excitação térmicos (choques ou aquecimento por raio-X). Entretanto, a Fig 4.3 não nos permite verificar qual deles é dominante.

4.2.1 Temperaturas de excitação e massas do H_2

Uma maneira alternativa de confirmar os resultados encontrados previamente na Sec. 4.2 é derivar as temperaturas rotacionais e vibracionais para H_2 . Excitação térmica deve fornecer temperaturas rotacionais e vibracionais similares, como é esperado para um gás em equilíbrio termodinâmico local. Excitação via fluorescência, por outro lado, é caracterizada por temperaturas vibracionais mais altas e temperaturas rotacionais mais baixas, neste caso fótons UV não locais, ou seja, não característicos da temperatura cinética local, excitam os níveis de energia mais altos tornando-os super-populados em relação ao esperado para uma população de Maxwell-Boltzmann.

Os valores de T_{vib} e T_{rot} encontrados para galáxias estão listados na Tab. 4.2. Eles foram calculados utilizando os valores de fluxo observados para as linhas de H_2

Tabela 4.2: Temperaturas rotacionais e vibracionais (em K) estimadas para o H₂ na nossa amostra de galáxias.

Nossa Amostra			Ams. de Rodríguez-Ardila et al. (2004)		
Galáxia	$T_{\text{vib}}(\text{K})$	$T_{\text{rot}}(\text{K})$	Galáxia	$T_{\text{vib}}(\text{K})$	$T_{\text{rot}}(\text{K})$
Mrk 334	<2300	-	Mrk 1210	3100±700	900±300
NGC 34	<1800	<3200	Mrk 124	<2900	2500±800
NGC 262	<2000	<4400	NGC 3227	2400±300	3100±700
Mrk 993	<3400	<3800	NGC 3310	<3000	<2200
NGC 591	2200±100	1600±200	NGC 4051	<2100	2200±800
Mrk 573	<1800	<600	NGC 4151	<1600	1300±200
NGC 1097	<1800	-	Mrk 766	2400±500	3000±700
NGC 1144	<2100	<2100	NGC 4748	3300±1200	-
Mrk 1066	2400±100	2100±100	Mrk 279	3700±1100	1800±500
NGC 1275	2200±100	1300±100	NGC 5548	<2700	-
NGC 1614	<1800	<700	NGC 5728	2500±600	1400±400
MCG-05-13-017	<1600	<1000	PG 1448+273	<5000	<2200
NGC 2110	<1500	3500±500	Mrk 291	<4100	<3300
ESO 428-G014	<1700	-	Mrk 493	<3300	<1600
NGC 5929	<2200	1100±200	Mrk 504	<4300	800±300
NGC 5953	<1400	<2800	1H 1934-063	3300±1200	-
Arp 102B	<2100	3000±2300	Mrk 896	5500±2100	<3300
ARK 564	<2500	<4500	Ark 564	<3000	<4400
NGC 7469	2800±200	1800±600			
NGC 7674	<1700	2100±700			
NGC 7682	<1500	1500±200			
NGC 7714	<2300	<600			

listados nas Tabs. 3.3-3.9 e as expressões (Reunanen et al., 2002):

$$T_{\text{vib}} \cong 5600 / \ln(1.355 \times I_{1-0S(1)} / I_{2-1S(1)}) \quad (4.1)$$

$$T_{\text{rot}} \cong -1113 / \ln(0.323 \times I_{1-0S(2)} / I_{1-0S(0)}). \quad (4.2)$$

Podemos observar que T_{vib} e T_{rot} tendem a ser bastante similares, contudo grandes diferenças são notadas em alguns objetos. Em média estimamos que $T_{\text{vib}}=2050\pm100$ K e $T_{\text{rot}}=2200\pm290$ K, para as galáxias de nossa amostra, incluindo os limites superiores. Este resultado dá suporte adicional à excitação térmica como sendo o mecanismo responsável pela excitação das linhas de emissão do H₂. As temperaturas listadas na Tab. 4.2 indicam que em Mrk 573⁵, NGC 1614 e NGC 7714 o aquecimento por fótons

⁵Esta galáxia tem formação estelar recente. Veja Sec. 6.4.

UV, provavelmente associados a regiões de formação estelar, é a principal fonte de excitação do H₂. O que concorda com a natureza destas galáxias, pois em todas se observa alta taxa de formação estelar na região *circumnuclear*.

Além das temperaturas, os fluxos listados nas Tabs. 3.3-3.9, nos permitem derivar a massa correspondente ao H₂ aquecido responsável pela emissão da linha H₂ 21213 Å, utilizando a equação:

$$m_{\text{H}_2} \simeq 5.0875 \times 10^{13} D^2 I_{1-0S(1)} \quad (4.3)$$

proposta por Reunanen et al. (2002), assumindo $T=2000$ K, probabilidade de transição $A_{S(1)}=3.47 \times 10^{-7} \text{ s}^{-1}$ (Turner et al., 1977) e a fração populando o nível $J=3$ $f_{\nu=1, J=3}=0.0122$ (Scoville et al., 1982). Observe que na expressão acima $I_{1-0S(1)}$ é o fluxo da linha H₂ 21213 Å corrigido pelo valor intrínseco de E(B-V). A Tab. 4.3 lista as massas do gás molecular (aquecido) derivado para as galáxias de nossa amostra. A coluna 2 lista o valor de E(B-V) utilizado para corrigir os fluxos observados para a linha H₂ 21213 Å. O mesmo foi calculado utilizando a razão de linhas Paβ/Brγ, assumindo um valor intrínseco para esta razão de 5.88 seguindo o Caso B de recombinação (Osterbrock, 1989) e utilizando a lei de extinção de Cardelli et al. (1989). Para as galáxias Sy 1 utilizamos apenas os fluxos da componente estreita. Os objetos onde o *deblend* não foi possível ou a incerteza era muito grande foram deixados de fora dos cálculos. A coluna 3 lista os fluxos de H₂ 21213 Å corrigidos pelo avermelhamento.

Exceto para dois objetos (NGC 34 e NGC 1275), onde encontramos que a massa do H₂ é maior que $10^4 M_{\odot}$ ($12600 M_{\odot}$ e $10800 M_{\odot}$, respectivamente) a massa de hidrogênio molecular aquecido emitindo a linha H₂ 21213 Å varia entre 10^2 - $10^3 M_{\odot}$, com 75% dos objetos apresentando massas menores que $2 \times 10^3 M_{\odot}$. Estes resultados concordam plenamente com os derivados por Reunanen et al. (2002, 2003) e Rigopoulou et al. (2002) para outros AGNs. Não observamos diferenças significativas entre as massas de H₂ entre galáxias Sy 1 e Sy 2, como pode ser observado na Fig. 4.4. Contudo, notamos uma tendência das galáxias Sy 2 terem massa de H₂ aquecido maiores.

Em resumo, as evidências observacionais apresentadas aqui, utilizando uma amostra de 47 AGNs (mais 4 SB), sugerem que o hidrogênio molecular nestes objetos é excitado por processos térmicos, com uma contribuição de processos não-térmicos variando entre 15% e 30%. Não há, contudo, um único processo associado à componente térmica, sendo choques, raio-X e aquecimento por radiação UV (e.g. PDRs) os principais processos responsáveis pela excitação do H₂.

Tabela 4.3: Fluxos corrigidos e massas para o H₂ 21213 Å (em unidades de 1×10⁻¹⁵ erg cm⁻² s⁻¹) em calculados para o gás molecular nuclear.

Galáxia	E(B-V) (mag)	F _{2.121μm}	Massa (M _⊙)	Galáxia	E(B-V) (mag)	F _{2.121μm}	Massa (M _⊙)
Mrk 334	0.70	5.10	2000	Mrk 1210	0.13	2.25	400
NGC 34	1.32	39.47	12600	NGC 3227	0.61	30.61	400
NGC 591	0.36	8.98	1700	NGC 3310	0.76	3.04	30
Mrk 573	0.59	3.09	700	NGC 4151	0.32	19.61	200
NGC 1144	1.97	5.49	3700	Mrk 766	0.52	3.78	500
Mrk 1066	0.48	20.62	2400	NGC 5548	0.57	1.34	300
NGC 1614	0.73	10.98	2300	NGC 5728	0.58	10.55	900
MCG-05-13-17	0.85	4.36	600	NGC 262	0	0.96	300
ESO 428G	0.17	9.64	300	NGC 4748	0	1.48	300
NGC 5929	0.04	2.98	200	Mrk 1239	0	0.37	<200
NGC 5953	1.22	10.56	400	NGC 7469	0	7.34	1900
NGC 7674	0.64	3.76	2600	NGC 2110	0	8.27	400
NGC 7682	0.16	11.24	2700	NGC 1275	0	40.68	10800
NGC 7714	0.47	5.03	400	Mrk 993	0	0.08	200

4.3 Diagrama de diagnóstico para objetos com linhas de emissão no NIR

Baseado nos resultados obtidos no presente capítulo, no fato de que as linhas de H₂ e [Fe II] são características do espectro dos AGNs e que estas linhas também estão presentes em objetos com diferentes graus de atividade nuclear, é interessante investigar como elas se comparam entre os diferentes objetos. Rodríguez-Ardila et al. (2004) demonstraram que as razões de linhas H₂ 21213Å/Brγ e [Fe II] 12570Å/Pαβ são confiáveis para separar objetos com linhas de emissão de acordo com os níveis de atividade nuclear. Entretanto, a falta de um número adequado de galáxias Sy 2 na amostra de Rodríguez-Ardila et al. (2004) impossibilitou conclusões definitivas. A inclusão de galáxias Sy 2 a este diagrama possibilitará conclusões mais precisas sobre a sua aplicabilidade.

A Fig. 4.5 representa a versão mais atualizada e completa deste diagrama feita até a presente data. Os objetos por nós analisados são representados como círculos preenchidos, caixas abertas representam os objetos estudados por Rodríguez-Ardila et al. (2004). Os triângulos representam as galáxias Starburst de Dale et al. (2004) e Larkin et al. (1998), estrelas abertas são LINERs e cruces são remanescentes de supernova, os dois últimos grupos foram retirados de Larkin et al. (1998). Podemos notar que a tendência previamente sugerida se mantém, ou seja: AGNs são caracte-

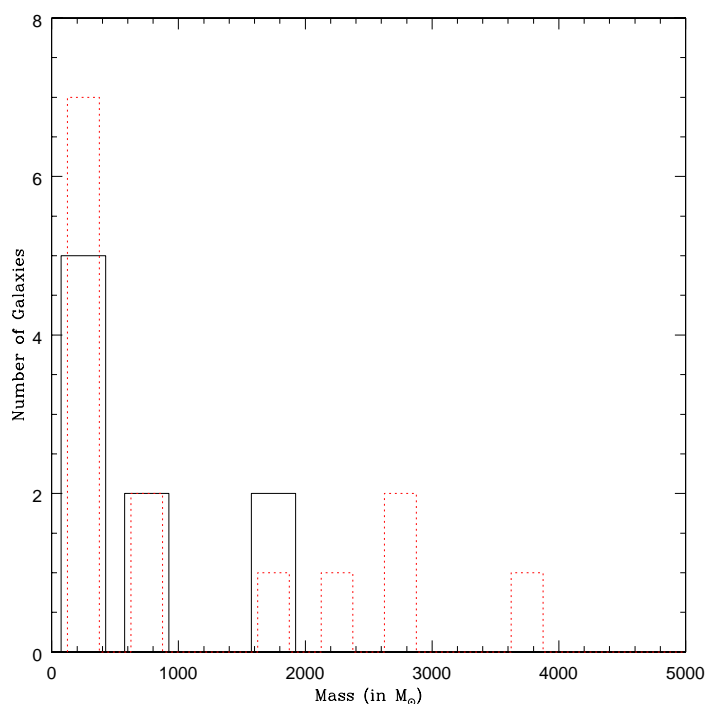


Figura 4.4: Distribuição de massa molecular para a nossa amostra de AGNs. As galáxias Sy 1 são representadas pelo histograma preenchido. As Sy 2 são representadas pela linha pontilhada. O intervalo de massas utilizado foi $500 M_{\odot}$. Para efeitos de visualização deixamos NGC 34 e NGC 1275 de fora desta figura.

rizados pelos valores das razões de linhas $H_2 21213\text{\AA}/Br\gamma$ e $[Fe II] 12570\text{\AA}/Pa\beta$ entre 0.6 e 2. LINERs são caracterizados por valores maiores que 2 em ambas as razões de linhas. Porém, galáxias Starburst/H II, diferentemente do valor (0.4) proposto por Rodríguez-Ardila et al. (2004) são caracterizadas por razões menores que 0.6 para ambas as linhas.

O diagrama diagnóstico apresentado na Fig. 4.5 surge como uma ferramenta importante e muito eficiente para classificar objetos com linhas de emissão no NIR de acordo com seu tipo de atividade nuclear. Dois dos objetos (NGC 3998 e NGC 4826) catalogados como LINERs por Larkin et al. (1998) aparecem na Fig. 4.5 na região populada por AGNs, são de fato objetos do tipo AGN. A detecção da componente larga da linha $H\alpha$ no espectro da primeira (Ho et al., 1997) e a reclassificação da segunda, como Sy 2 (ver NED), dão suporte adicional à aplicabilidade deste diagrama.

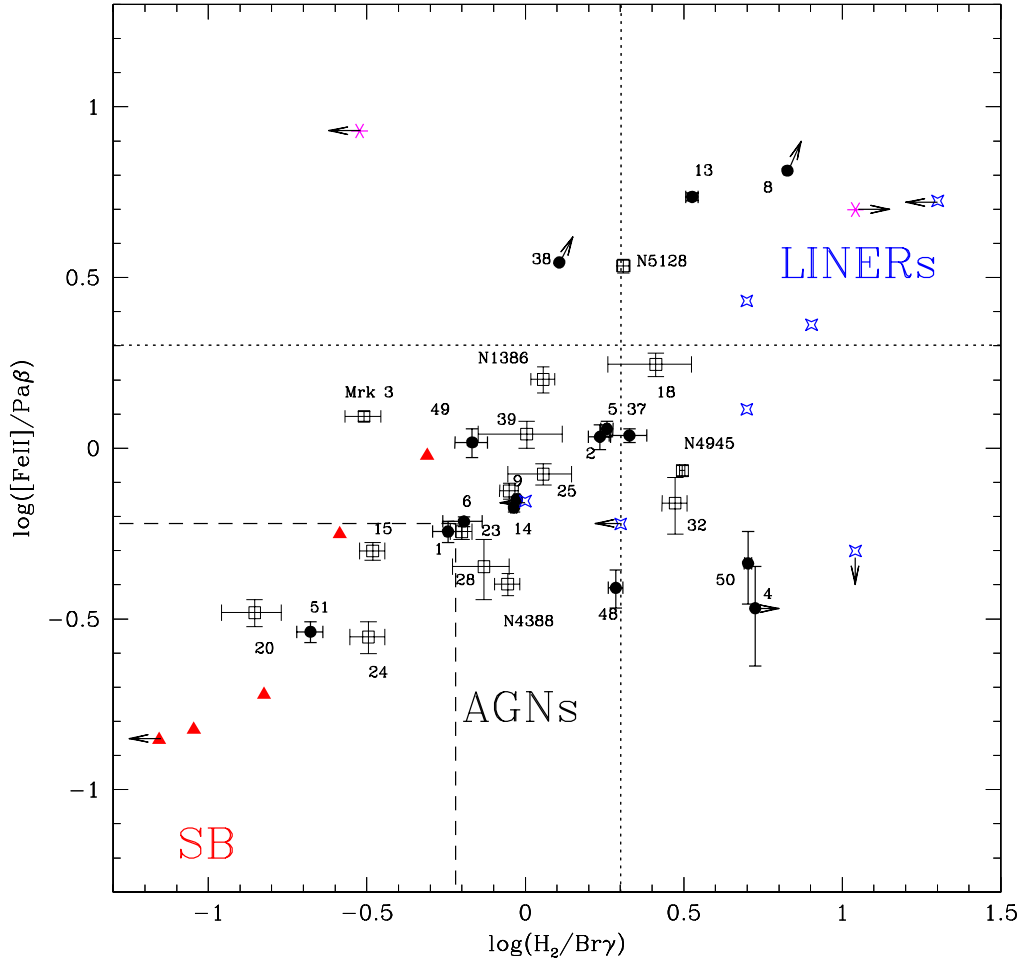


Figura 4.5: Razões de linhas do H_2 21213Å/ $\text{Br}\gamma$ e $[\text{FeII}]$ 12570Å/ $\text{Pa}\beta$. Os objetos por nós analisados são representados como círculos preenchidos, caixas abertas representam os objetos estudados por Rodríguez-Ardila et al. (2004). Os triângulos representam as galáxias Starburst de Dale et al. (2004) e Larkin et al. (1998), estrelas abertas são LINERs e cruces remanescentes de supernova, os dois últimos foram retirados de Larkin et al. (1998). Os números identificam os objetos de acordo com a coluna 1 da Tab. 2.1. Para mais detalhes sobre NGC 4388, Mrk 3, NGC 1386, NGC 5128 e NGC 4945 veja Rodríguez-Ardila et al. (2004).

Capítulo 5

Síntese de População Estelar no Infravermelho Próximo: Método¹

Como vimos no Capítulo 3, existem diferenças significativas no contínuo na região do NIR entre galáxias de Tipo 1 (Sy 1, NLS1, quasares) e de Tipo 2 (Sy 2 e SB). Nas primeiras, o contínuo é caracterizado por uma função do tipo lei de potência quebrada, com quebra localizada em $\sim 1 \mu\text{m}$, embora linhas de absorção possam ser identificadas em algumas fontes.

Por outro lado, o contínuo das Sy 2 pode ser dividido em dois grupos: um que segue uma função simples do tipo lei de potência na região do NIR e um outro apresentando um contínuo vermelho para comprimentos de onda menores que $\sim 1.2 \mu\text{m}$ e decrescente em fluxo com o aumento de λ a partir deste ponto. Os objetos da última categoria apresentam intensas linhas em absorção. O fato de várias galáxias Sy 2 seguirem a curva de avermelhamento de uma galáxia SB e além disso, a clara similaridade destes espectros com os de galáxias SB genuínas (veja Cap. 3), possivelmente indica que estes objetos têm sua atividade dominada por uma alta taxa de formação estelar circumnuclear.

Para uma análise mais apurada das componentes do contínuo, é necessário separar as contribuições das estrelas, do AGN e da poeira. Para tal é necessário fazermos a síntese de população estelar. Neste Capítulo, descreveremos os procedimentos utilizados para quantificar a contribuição da população estelar para o contínuo no NIR.

¹Baseado em Riffel et al. (2007, 2008)

5.1 Método de síntese de população estelar

Para descrever as distribuições de idades e metalicidades das populações estelares da região nuclear das galáxias estudadas, utilizamos o método de síntese de população estelar de Bica (1988). Este método faz uso de uma base de elementos constituída por espectros integrados observados de aglomerados estelares, com diferentes idades e metalicidades.

A técnica de análise faz uso de larguras equivalentes (W_λ) de linhas de absorção e de fluxos de contínuo (F_λ) em comprimentos de onda livres de linhas de emissão e/ou absorção. Estas quantidades são medidas no espectro da galáxia e comparadas com combinações de uma base de elementos que têm idades e metalicidades conhecidas. Um algoritmo gera estas combinações e compara os valores sintetizados de W_λ e F_λ com os observados. Em resumo, o algoritmo tenta encontrar o mínimo da função:

$$f(x) = \sum_{i=1}^{N_W} [W_{\text{gal}}(i) - W_{\text{SP}}(i)]^2 + \sum_{j=1}^{N_F} [F_{\text{gal}}(j) - F_{\text{SP}}(j)]^2 \quad (5.1)$$

onde $W_{\text{gal}}(i)$ e $W_{\text{SP}}(i)$ são, respectivamente, a largura equivalente de uma dada linha i da galáxia e da população estelar (SP). $F_{\text{gal}}(j)$ e $F_{\text{SP}}(j)$ são fluxos de contínuo em pontos selecionados j da galáxia e da SP, respectivamente.

A W_λ sintética de uma determinada linha i , $W_{si}(i, X)$, pode ser calculada usando-se a expressão (Schmidt et al., 1991):

$$W_{si}(i, X) = \frac{\sum_{j=1}^{N_c} [X(j)W(i, j)f(i, j)]}{\sum_{j=1}^{N_c} [X(j)f(i, j)]} \quad (5.2)$$

onde, $W(i, j)$ é a largura equivalente da linha de absorção i da componente j da base. $f(i, j)$ é o contínuo correspondente a $W(i, j)$ normalizado a um determinado comprimento de onda λ . $X(j)$ é a contribuição da componente j da base de elementos ao espectro sintético no comprimento de onda de normalização. N_c é o número de componentes da base de elementos. Para que a soma de todas as contribuições seja igual a 100% é necessário que: $\sum_{j=1}^{N_c} X(j) = 1$.

A combinação em diferentes proporções das larguras equivalentes pode gerar degenerescência nas soluções da síntese. Com o objetivo de corrigir este problema Schmitt et al. (1996) introduziram um novo elemento na síntese, trata-se de utilizar

pontos de contínuo livres de linhas de emissão/absorção, seguindo o mesmo princípio da síntese das W_λ . A forma do contínuo será determinada pela síntese do contínuo. Neste processo, vários valores de E(B-V) são testados, o que permite a determinação do avermelhamento interno que afeta a população estelar da galáxia. Este método de síntese é discutido em detalhes para a região óptica do espectro por Rickes (2007).

As possíveis soluções deste método são aquelas que reproduzem, dentro de certos limites, os valores de W_λ e F_λ observados no espectro da galáxia. O resultado destas combinações são frações percentuais de fluxo, normalizadas a um determinado λ , das diferentes componentes de uma base de elementos. Entretanto, é importante salientar que síntese espectral é um problema degenerado, ou seja, mais de uma solução aceitável pode representar os dados observados. Deste modo, o código de síntese assume que a solução final é dada pela média ponderada de todas as possíveis soluções para os diferentes valores de E(B-V). As soluções individuais são pesadas pela equação $\exp(-\chi^2/2)$ sendo

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^{N_W} \frac{[W_{\text{gal}}(i) - W_{\text{si}}(i)]^2}{\sigma_{W_{\text{gal}}(i)}^2} + \sum_{j=1}^{N_F} \frac{[F_{\text{gal}}(j) - F_{\text{si}}(j)]^2}{\sigma_{F_{\text{gal}}(j)}^2}. \quad (5.3)$$

Onde, $W_{\text{gal}}(i)$ e $W_{\text{si}}(i)$ são a W_λ observada e sintetizada respectivamente; $F_{\text{gal}}(j)$ e $F_{\text{si}}(j)$ são os valores de F_λ observado e sintetizado respectivamente, e $\sigma_{W_{\text{gal}}(i)}$ e $\sigma_{F_{\text{gal}}(j)}$ são os limites permitidos para o cálculo dos valores sintéticos (veja por exemplo: Schmitt et al., 1999). A fração, número de soluções/número de combinações, que utilizamos está no intervalo entre 1 e 10%.

No presente trabalho, modificamos o algoritmo descrito por Schmitt et al. (1996) para a região do NIR. Para calcular os valores de E(B-V)_{SP} utilizamos a lei de avermelhamento de Cardelli et al. (1989).

5.1.1 A base de elementos utilizada

Utilizamos uma base de elementos sintética composta por Populações Estelares Simples (SSP²) calculadas por Maraston (2005). Estes modelos incluem espectros empíricos de estrelas ricas em carbono e oxigênio (Lançon & Wood, 2000), portanto, capazes de prever a presença de bandas moleculares tais como CH, CN e C₂. Estas bandas surgem de populações estelares jovens à intermediárias e suas assinaturas espectrais são especialmente intensificadas no NIR. Particularmente, as bandas do CN, que são atribuídas a estrelas na fase dos pulsos térmicos do ramo assintótico

²do inglês: *Simple Stellar Populations*.

das gigantes (TP-AGB Maraston, 2005), com idades entre $\sim 0.2 \leq t \leq \sim 2$ Ganos. De fato, recentemente detectamos a presença da banda do CN em $1.1\mu\text{m}$ nas galáxias SB e em uma fração dos AGNs de nossa amostra, como pode ser visto na Fig.5.1 (Riffel et al., 2007).

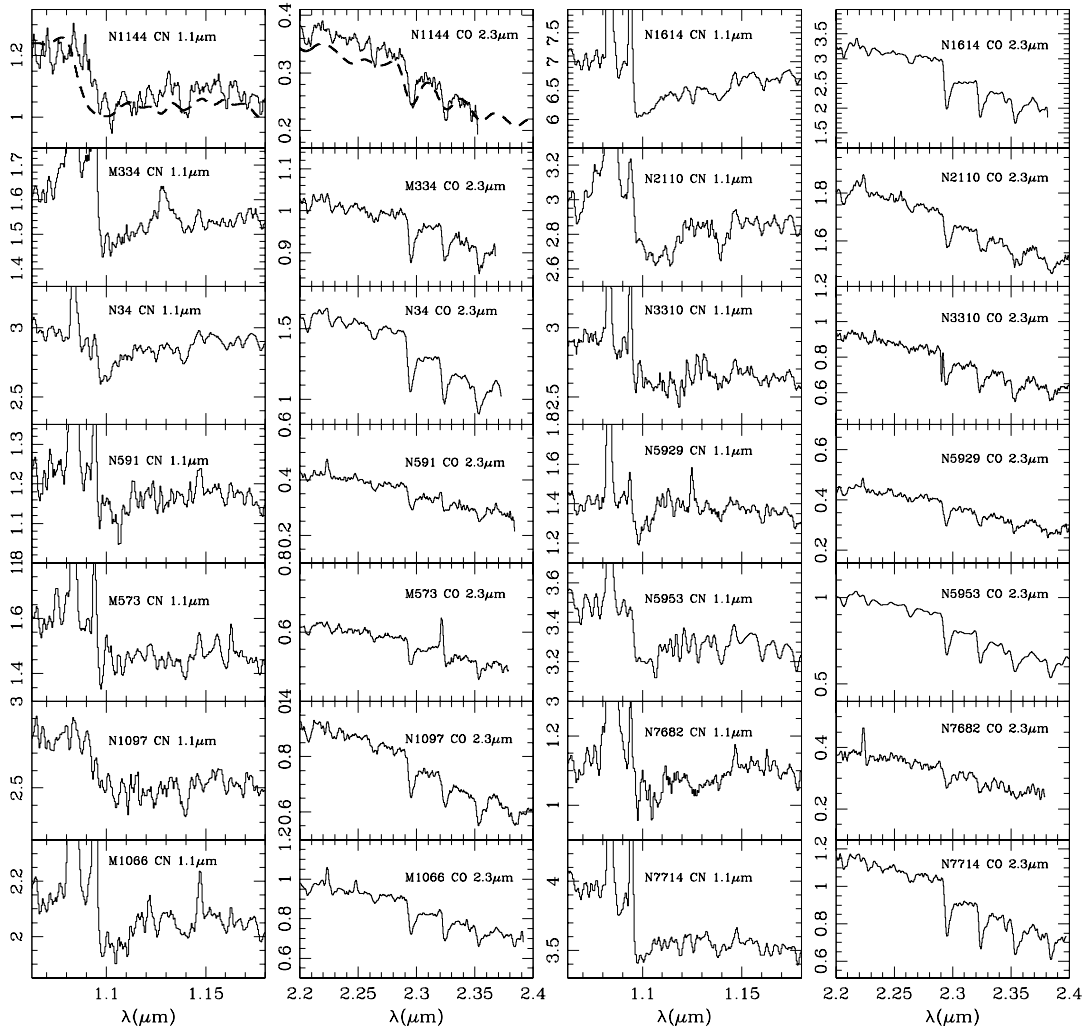


Figura 5.1: Zoom em torno da banda do CN em $1.1\mu\text{m}$ e do CO em $2.2\mu\text{m}$ das galáxias de nossa amostra que claramente apresentam a presença da banda do CN em $1.1\mu\text{m}$. No painel esquerdo (topo) mostramos a banda de 1.1 do CN predita pelos modelos de Maraston (2005) para uma população estelar de $1 G_{\text{anos}}$ e metalicidade solar, sobreposta ao espectro de NGC 1144.

Com o objetivo de checar se os modelos são consistentes com as observações, comparamos a intensidade das larguras equivalentes do CN e do CO com as preditas pelos modelos de Maraston (2005). Esta comparação é feita na Fig. 5.2 onde

graficamos os valores observados de CN *versus* CO, em magnitudes³, com os medidos em SSPs com idades entre 0.2 e 3 Ganos com metalicidades variando de 1/50 a duas vezes a solar. A Fig. 5.2 confirma que os valores observados são consistentes com as predições dos modelos. Desta forma, os mesmos são adequados para construção de uma base de elementos confiável para a síntese de população estelar no infravermelho próximo.

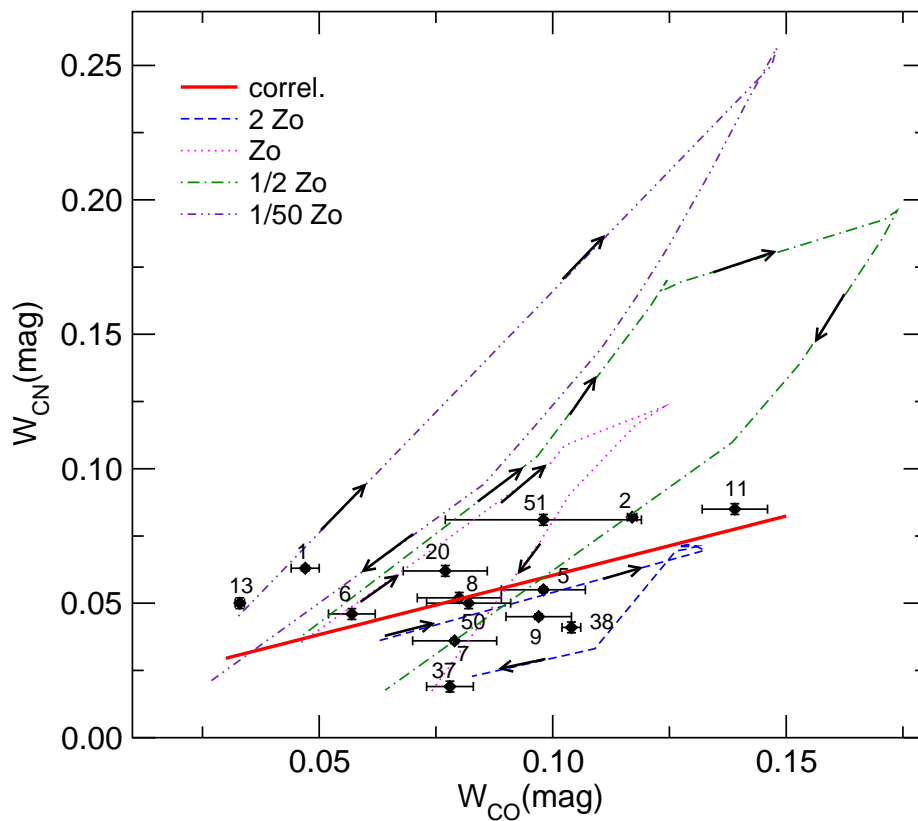


Figura 5.2: Largura equivalente do CN *versus* largura equivalente do CO. Os valores das galáxias são representados por círculos preenchidos. Os números são as identificações das fontes de acordo com a coluna 1 da Tab. 2.1. As linhas são identificadas na figura. Os vetores indicam a seqüência de idades dos modelos variando de 0.2 a 3 G_{anos}

Para a construção da base escolhemos SSPs com a seguinte distribuição de idades: 0.001, 0.01, 0.2, 0.5, 0.7, 1, 5 e 13 G_{anos} e com metalicidades que variam entre $\frac{1}{50}Z_{\odot}$ e $2Z_{\odot}$, com função inicial de massa de Salpeter (1955). Antes de computarmos os valores de W_{λ} identificamos as linhas em absorção mais intensas nos espectros

³Para converter W_{λ} (Å) para W_{λ} (mag) utilizamos a expressão: $W(\text{mag}) = -2.5 \log(1 - \frac{W(\text{Å})}{BW})$, onde BW é a largura da banda passante.

observados. Na Fig. 5.3 mostramos as linhas em absorção escolhidas para a síntese e que são as mais intensas observadas no NIR.

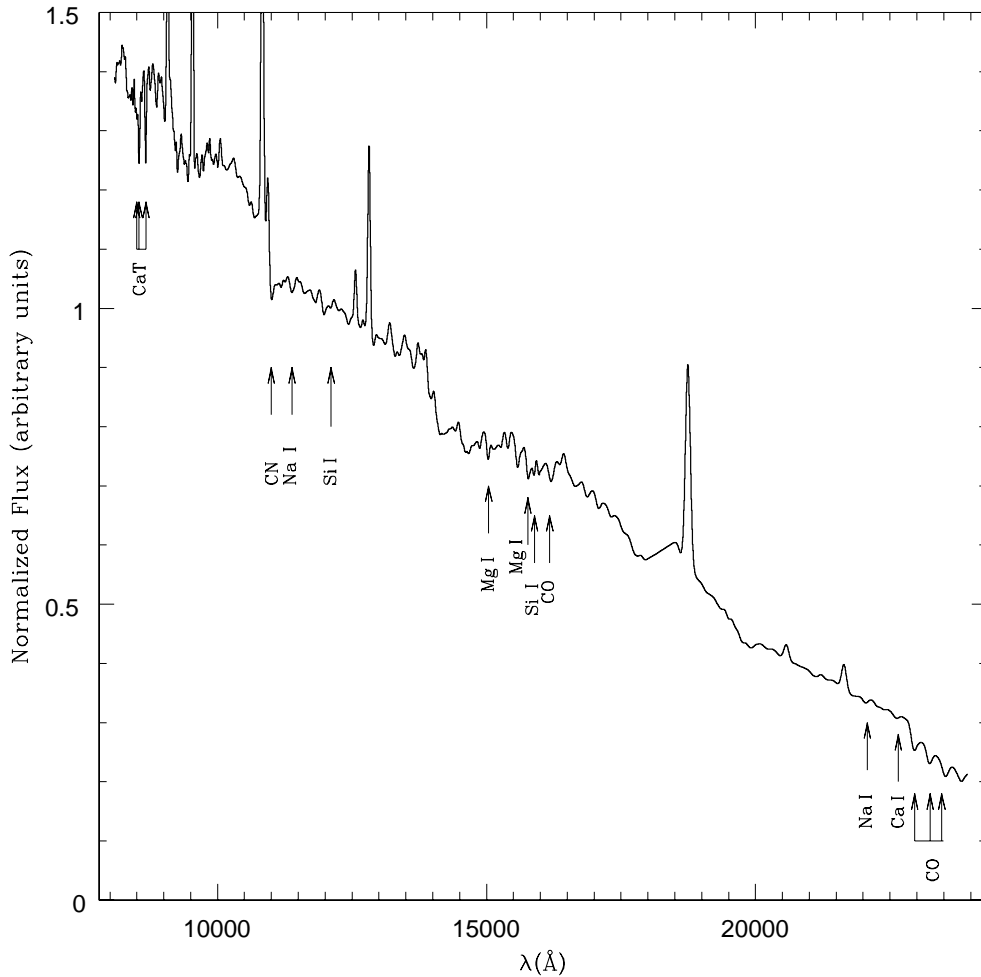


Figura 5.3: Linhas de absorção mais intensas observadas no espectro da galáxia SB NGC 7714. O espectro foi degradado para a resolução espectral ficar equivalente a dos modelos de Maraston (2005).

As W_λ das linhas em absorção foram medidas nas SSPs e nas galáxias utilizando as definições de banda passante (BP_i e BP_s) listadas na Tab. 5.1. Para o CaT e para o CN utilizamos as definições de Bica & Alloin (1987) e Riffel et al. (2007), respectivamente. Para o Al I 1.1285 μm , Na I 1.1383 μm e Si I 1.2112 μm o contínuo foi ajustado como uma spline cúbica utilizando pontos de contínuo livres de linhas de emissão ou absorção entre 1.02 μm e 1.23 μm . Também ajustamos o contínuo como uma spline cúbica para as linhas de: Mg I 1.5771 μm , Si I 1.5894 μm e CO 1.6175 μm , utilizando pontos entre 1.43 μm e 1.69 μm . Os contínuos das linhas localizados na

banda K foram ajustados também com uma spline cúbica, utilizando pontos de contínuo livres de linhas de absorção ou emissão entre 2.09 e 2.37 μm . Na Fig. 5.4 ilustramos o ajuste de contínuo e a banda passante utilizada para computar as W_λ . Os valores de W_λ utilizados na base estão listados na Tab. 5.1. As medidas foram feitas utilizando o algoritmo PACCE, que é um programa escrito em PERL, otimizado para calcular W_λ e F_λ e que permite o ajuste de contínuos de forma linear e spline cúbica (Vale et al., 2008).

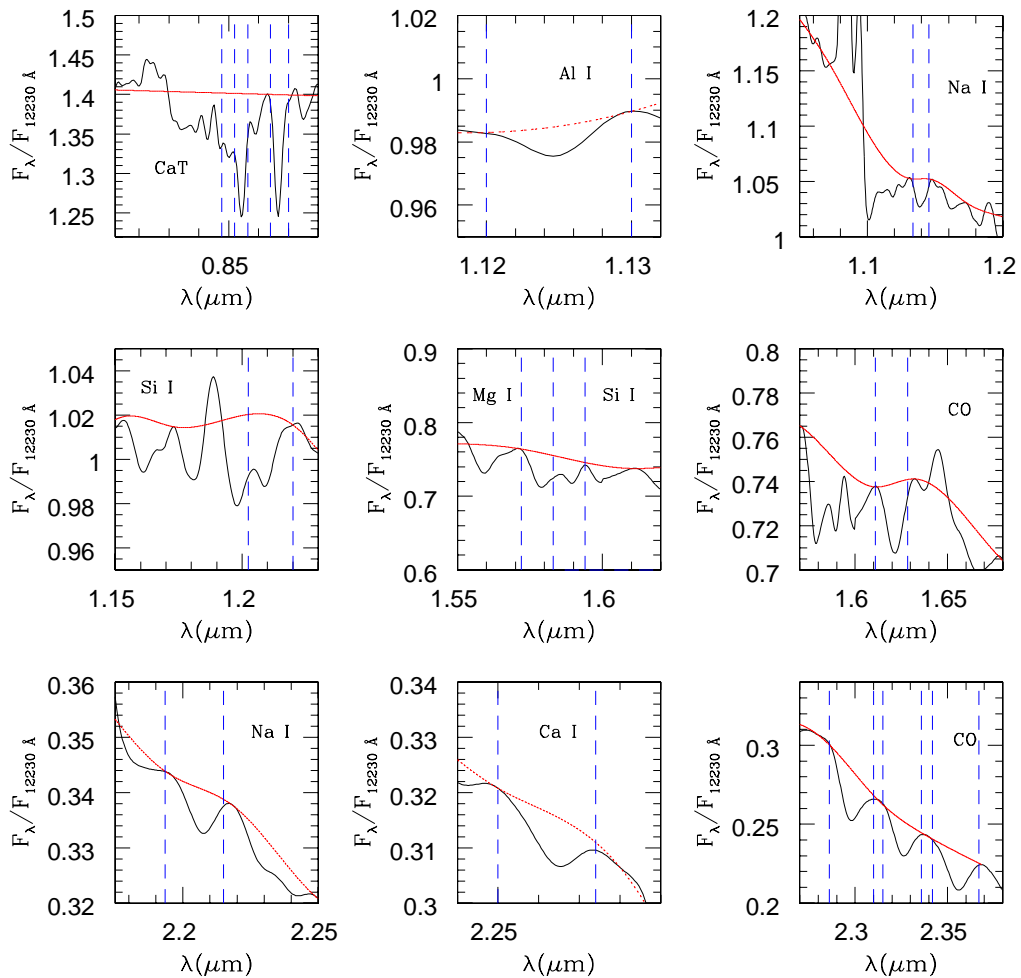


Figura 5.4: Banda passante e ajuste de contínuos usados para medir as W_λ de NGC 7714. Al I 1.1250 μm e Si I 1.2112 μm são de NGC 34. Note que a resolução do espectro está degradada (com resolução equivalente a das SSPs). Para detalhes veja no texto.

Além dos valores de W_λ , definimos nove pontos de contínuo livres de linhas de emissão/absorção, cujos fluxos são necessários para a síntese (veja Sec. 5.1).

Os pontos no NIR que definimos são: $0.81\mu\text{m}$, $0.88\mu\text{m}$, $0.99\mu\text{m}$, $1.06\mu\text{m}$, $1.22\mu\text{m}$, $1.52\mu\text{m}$, $1.70\mu\text{m}$, $2.09\mu\text{m}$ e $2.19\mu\text{m}$, todos normalizados a 1.0 em $1.22\mu\text{m}$. Utilizamos um valor médio dos pontos de contínuo, como pode ser visto na Fig. 5.5. Os valores de F_λ medidos nas SSPs da base estão listados na Tab. 5.3. As medidas foram feitas utilizando o algoritmo PACCE (Vale et al., 2008).

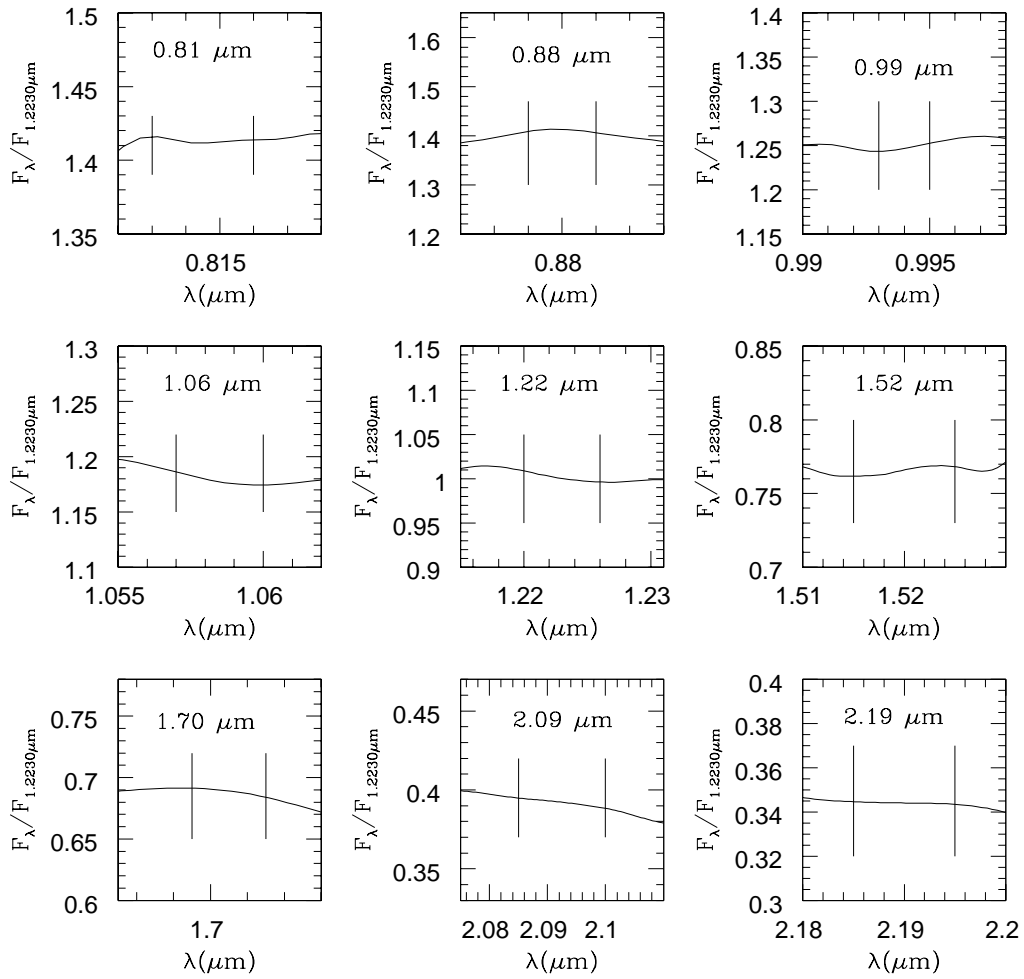


Figura 5.5: Intervalos de contínuo livres de linhas de emissão/absorção de NGC 7714 utilizados para determinar F_λ . Utilizamos uma média entre os pontos localizados entre as linhas verticais para determinar F_λ .

Tabela 5.1: Larguras equivalentes (em Å) para as SSPs usadas na base. As idades e metalicidades das SSPs estão identificadas. BP_i e BP_s são respectivamente os limites inferiores e superiores para a banda passante.

Ion	CaT ₁ ^b	CaT ₂ ^b	CaT ₃ ^b	CN ^c	AlI	NaI	SiI	MgI	SiI	CO	NaI	CaI	CO	CO	CO
BP_i	0.8476	0.8520	0.8640	1.0780	1.1200	1.1335	1.2025	1.5720	1.5870	1.6110	2.1936	2.2570	2.2860	2.3150	2.3420
BP_s	0.8520	0.8564	0.8700	1.1120	1.1300	1.1455	1.2200	1.5830	1.5940	1.6285	2.2150	2.2740	2.3100	2.3360	2.3670
Centro	0.8498	0.8542	0.8670	1.0950	1.1250	1.1395	1.2112	1.5771	1.5894	1.6175	2.2063	2.2655	2.2980	2.3255	2.3545
Idade ^a	$2 Z_{\odot}$														
0.01	10.45±0.05	12.26±0.05	9.24±0.10	-	-	1.35±0.07	-	8.72±0.58	1.56±0.31	3.52±0.10	2.83±0.39	-	20.33±0.85	13.64±0.90	18.70±0.09
0.2	3.84±0.03	5.78±0.03	5.53±0.05	11.04±0.10	-	0.98±0.01	0.32±0.15	2.45±0.40	1.84±0.15	1.24±0.17	2.00±0.20	-	11.64±0.17	8.24 ±0.37	7.39±0.25
0.5	6.25±0.01	7.28±0.01	5.19±0.02	21.77±0.03	1.37±0.20	1.65±0.10	1.42±0.14	5.67±0.84	-	2.88±0.12	3.06±0.02	4.60±0.12	24.02±0.98	13.02±0.89	14.22±0.15
0.7	5.72±0.01	7.02±0.01	4.93±0.01	21.55±0.04	1.35±0.20	1.80±0.09	1.65±0.07	5.88±1.05	0.23±0.23	3.00±0.08	3.14±0.02	4.25±0.11	23.48±0.95	12.85±0.85	13.76±0.11
1	7.86±2.15	9.24±2.23	6.83±1.90	21.05±0.54	0.24±1.23	1.92±0.03	2.16±0.49	5.95±0.96	0.46±0.16	3.88±0.79	3.32±0.14	3.94±0.28	23.43±0.92	11.78±0.89	13.41±0.52
5	6.34±1.51	8.22±1.02	6.74±0.12	-	-	1.49±0.52	0.16±2.16	4.66±0.90	1.00±0.44	1.26±0.03	1.89±0.62	-	16.29±0.62	10.38±0.94	9.33±0.92
13	7.06±0.02	8.66±0.01	7.31±0.03	-	-	1.95±0.11	0.01±0.01	4.42±0.55	0.74±0.08	1.21±0.03	2.22±0.19	-	16.44±0.47	10.25±0.52	8.40±0.18
Idade ^a	Z_{\odot}														
0.001	1.45±0.04	1.49±0.04	1.88±0.09	-	-	-	-	-	-	-	1.29±0.10	-	-	-	-
0.01	8.70±0.03	7.82±0.03	4.53±0.08	-	-	1.15±0.07	-	9.24±1.23	5.12±0.48	0.74±0.09	2.81±0.39	-	20.66±1.88	13.81±0.88	18.02±0.55
0.2	2.33±0.03	2.59±0.03	3.00±0.06	10.84±0.10	-	0.71±0.01	-	1.10±0.23	2.01±0.15	0.68±0.17	1.62±0.14	-	8.30±0.91	6.59±0.25	5.25 ±0.27
0.5	3.08±0.01	3.38±0.01	2.16±0.03	31.50±0.11	-	2.25±0.02	3.59±0.39	4.91±0.87	1.77±0.31	2.98±0.05	2.88±0.14	4.91±1.08	18.51±1.64	11.97±0.81	12.69±0.07
0.7	2.67±0.02	3.00±0.01	1.64±0.02	34.63±0.17	-	2.89±0.03	4.31±0.54	5.77±1.02	1.49±0.40	3.76±0.05	3.47±0.27	6.70±1.33	21.10±1.77	12.33±0.79	12.22±0.05
1	3.16±0.02	3.48±0.02	1.91±0.01	34.65±0.14	1.64±0.44	3.07±0.05	4.74±0.57	6.86±1.20	2.26±0.53	4.40±0.10	4.58±0.32	7.55±1.48	22.13±1.71	10.54±0.66	10.87±0.06
5	3.23±0.04	3.11±0.04	2.33±0.08	-	-	1.16±0.05	-	4.14±0.62	2.51±0.23	0.58±0.01	2.20±0.23	-	13.78±1.37	9.65±0.45	8.38 ±0.23
13	4.07±0.02	3.76±0.02	2.78±0.05	-	-	1.24±0.06	-	3.80±0.54	1.92±0.17	0.63±0.03	2.12±0.18	-	13.71±1.34	9.51±0.44	7.10 ±0.24
Idade ^a	$Z_{\odot}/2$														
0.01	2.96±0.05	5.87±0.05	5.05±0.07	-	-	0.98±0.06	-	5.35±0.78	-	2.85±0.14	2.06±0.29	-	18.26±1.74	12.38±0.71	14.25±0.10
0.2	2.77±0.02	4.25±0.04	3.96±0.05	11.70±0.08	-	0.71±0.01	-	0.87±0.15	-	0.98±0.10	1.03±0.14	0.83±0.29	8.73±0.92	7.03±0.44	7.33±0.06
0.5	1.93±0.03	3.42±0.02	1.65±0.01	49.41±0.22	3.34±0.52	3.45±0.07	6.59±1.15	8.11±1.42	2.69±0.67	5.72±0.18	4.88±0.53	7.95±0.66	22.67±1.76	11.03±0.69	10.19±0.04
0.7	2.21±0.04	3.83±0.03	1.72±0.02	49.21±0.23	2.57±0.53	3.60±0.06	6.94±1.19	8.36±1.41	2.96±0.65	5.78±0.18	4.99±0.49	7.71±0.65	23.10±1.84	11.94±0.72	11.09±0.02
1	1.71±0.07	3.54±0.05	1.21±0.05	53.68±0.37	3.00±0.83	5.06±0.07	7.46±1.38	9.50±1.60	3.82±0.78	7.50±0.31	4.99±0.68	10.92±1.07	31.33±2.33	15.10±0.80	11.55±0.14
5	2.32±0.03	4.29±0.04	3.61±0.07	-	-	1.04±0.05	-	2.62±0.43	0.96±0.16	1.42±0.12	1.79±0.21	-	11.93±1.20	8.45±0.36	7.45±0.26
13	3.02±0.04	4.75±0.04	3.84±0.07	-	-	1.22±0.07	-	2.75±0.44	0.80±0.16	1.50±0.10	1.89±0.21	-	12.38±1.23	8.60 ±0.38	7.43±0.26
Idade ^a	$Z_{\odot}/50$														
0.01	1.85±0.05	2.09±0.05	2.43±0.10	-	-	-	-	-	-	1.11±0.25	0.96±0.06	0.23±0.08	2.16±0.23	1.66±0.07	1.34±0.07
0.2	2.65±0.07	3.21±0.08	3.45±0.14	13.86±0.09	0.16±0.02	-	-	-	-	1.28±0.22	0.85±0.07	0.91±0.24	6.45±0.62	4.21±0.28	4.20±0.01
0.5	1.45±0.05	2.56±0.04	-	67.04±0.33	5.11±0.78	4.74 ±0.07±1.90	10.22±1.81	10.87±0.90	4.23±0.29	7.94±0.29	6.35±0.74	10.03±1.03	25.55±1.90	11.55±0.72	10.33±0.06
0.7	1.39±0.04	2.61±0.03	0.64±0.00	52.65±0.25	3.74±0.59	3.69 ±0.06±1.46	7.77±1.49	8.75±0.74	3.45±0.25	6.51±0.25	5.54±0.62	8.63±0.79	22.62±1.73	10.40±0.63	9.19±0.01
1	1.37±0.03	2.60±0.02	1.11±0.00	42.46±0.19	2.83±0.45	2.94 ±0.05±1.14	6.01±1.24	7.11±0.62	2.89±0.23	5.50±0.23	4.76±0.54	7.57±0.58	20.12±1.57	9.53±0.57	8.28±0.02
5	0.94±0.01	2.10±0.01	2.00±0.02	-	-	-	-	-	-	0.65±0.13	0.79±0.07	0.24±0.17	5.48±0.59	4.22±0.16	3.21±0.18
13	0.79±0.01	2.00±0.02	1.82±0.03	-	-	-	-	-	-	0.67±0.11	0.73±0.07	0.17±0.16	5.87±0.63	4.46±0.17	3.40±0.19

a) Em G anos.

b) Definições de Bica & Alloin (1987).

c) Definições de Riffel et al. (2007).

Tabela 5.3: Fluxos definidos para a base. Os valores foram medidos nas SSPs de Maraston (2005) normalizadas a unidade em $1.2230\mu\text{m}$, para as idades e metalicidades indicadas. Não reportamos os erros para as medidas do contínuo pois os mesmos são $\lesssim 1\%$.

Idade ^a	0.81	0.88	0.99	1.06	1.22	1.52	1.70	2.09	2.19
$2Z_{\odot}$									
0.01	1.41	1.49	1.48	1.32	1.00	0.79	0.65	0.65	0.33
0.2	2.06	1.89	1.56	1.36	1.00	0.64	0.49	0.49	0.21
0.5	1.40	1.40	1.24	1.20	1.00	0.71	0.69	0.69	0.34
0.7	1.40	1.40	1.24	1.20	1.00	0.72	0.69	0.69	0.33
1	1.36	1.38	1.26	1.21	1.00	0.73	0.69	0.69	0.34
5	1.47	1.42	1.35	1.25	1.00	0.74	0.62	0.62	0.29
13	1.40	1.35	1.32	1.23	1.00	0.74	0.64	0.64	0.30
Z_{\odot}									
0.001	4.57	3.48	2.21	1.74	1.00	0.43	0.28	0.28	0.10
0.01	1.40	1.50	1.49	1.32	1.00	0.81	0.76	0.76	0.35
0.2	2.21	1.98	1.58	1.38	1.00	0.62	0.47	0.47	0.20
0.5	1.50	1.51	1.28	1.24	1.00	0.69	0.68	0.68	0.33
0.7	1.47	1.49	1.28	1.24	1.00	0.70	0.71	0.71	0.35
1	1.45	1.49	1.29	1.24	1.00	0.71	0.72	0.72	0.36
5	1.64	1.55	1.40	1.27	1.00	0.73	0.60	0.60	0.27
13	1.58	1.50	1.37	1.26	1.00	0.74	0.62	0.62	0.28
$Z_{\odot}/2$									
0.01	1.71	1.67	1.46	1.30	1.00	0.76	0.62	0.62	0.29
0.2	2.12	1.90	1.52	1.34	1.00	0.64	0.51	0.51	0.23
0.5	1.49	1.59	1.30	1.28	1.00	0.69	0.73	0.73	0.35
0.7	1.37	1.50	1.27	1.26	1.00	0.70	0.75	0.75	0.37
1	1.27	1.42	1.23	1.24	1.00	0.74	0.84	0.84	0.42
5	1.78	1.65	1.44	1.29	1.00	0.71	0.57	0.57	0.26
13	1.72	1.61	1.43	1.29	1.00	0.73	0.59	0.59	0.27
$Z_{\odot}/50$									
0.01	3.77	3.06	2.03	1.64	1.00	0.48	0.33	0.33	0.13
0.2	2.40	2.18	1.65	1.42	1.00	0.59	0.46	0.46	0.20
0.5	1.32	1.54	1.25	1.28	1.00	0.69	0.81	0.81	0.41
0.7	1.43	1.56	1.29	1.28	1.00	0.69	0.75	0.75	0.37
1	1.55	1.61	1.33	1.29	1.00	0.69	0.70	0.70	0.34
5	1.99	1.78	1.48	1.31	1.00	0.67	0.51	0.51	0.22
13	1.91	1.73	1.45	1.30	1.00	0.68	0.53	0.53	0.23

a) Em G anos.

Vale ressaltar, neste ponto, que embora as linhas apresentem boa dependência com idade e metalicidade, o uso de uma base extensa pode gerar degenerescência nas soluções para as idades, ou seja, mais de uma combinação pode reproduzir o mesmo conjunto de W_{λ} . A fim de minimizarmos este efeito utilizamos bases reduzidas para a síntese de população estelar. A primeira tentativa sempre foi uma base formada por SSPs de metalicidade solar e idades variando entre 0.01 e 13 G_{anos} . A componente de 1 Milhão de anos foi utilizada apenas na síntese das galáxias SB. Utilizamos os resíduos das W_{λ} ⁴ bem como a forma do contínuo⁵ como parâmetros de

⁴ $(W_{\lambda}(i)_{\text{obs}} - W_{\lambda}(i)_{\text{obs}}) \sim 0$

⁵Controlado pela diferença: $(F_{\lambda}(i)_{\text{obs}} - F_{\lambda}(i)_{\text{obs}}) \sim 0$.

controle para a síntese. Caso necessário, substituíamos a base por uma constituída de SSPs com idades variando no intervalo entre 0.01 e $13 G_{\text{anos}}$, com $Z < Z_{\odot}$ se $(W_{\lambda}(i)_{\text{obs}} - W_{\lambda}(i)_{\text{sy}}) \ll 0$ e com $Z = 2 Z_{\odot}$ se $(W_{\lambda}(i)_{\text{obs}} - W_{\lambda}(i)_{\text{sy}}) \gg 0$. Em alguns casos, foi necessário criar uma base reduzida com diferentes metalicidades e idades, por exemplo, para NGC 1144. Base esta que chamamos de MIX na Tab. 6.3.

5.2 Medidas das larguras equivalentes nos espectros das galáxias

As medidas de larguras equivalentes nos espectros das galáxias foram feitas utilizando as definições para banda passante e pontos de contínuo conforme discutido na Sec. 5.1.1. Entretanto, antes de fazermos as medidas de W_{λ} foi necessário degradar a resolução dos espectros das galáxias para que ficasse igual a dos modelos de Maraston (2005), ou seja, 20 Å até $1\mu\text{m}$, 50 Å entre 1 e $1.6\mu\text{m}$ e 100 Å até o fim do espectro da galáxia. Para degradar a resolução dos espectros observados, convoluímos eles com uma gaussiana, para tal utilizamos a tarefa *gauss* do software IRAF. Os valores de W_{λ} estão listados na Tab. 5.4.

Tabela 5.4: Larguras equivalentes (em Å) medidas nos espectros observados.

Galáxia/Ion	CaT ₁	CaT ₂	CaT ₃	CN	AlI	NaI	SiI	MgI	SiI	CO	NaI	CaI	CO	CO	CO
BP _i	0.8476	0.8520	0.8640	1.0780	1.1200	1.1335	1.2025	1.5720	1.5870	1.6110	2.1936	2.2570	2.2860	2.3150	2.3420
BP _s	0.8520	0.8564	0.8700	1.1120	1.1300	1.1455	1.2200	1.5830	1.5940	1.6285	2.2150	2.2740	2.3100	2.3360	2.3670
Centro	0.8498	0.8542	0.8670	1.0950	1.1250	1.1395	1.2112	1.5771	1.5894	1.6175	2.2063	2.2655	2.2980	2.3255	2.3545
Starburst															
NGC 34	3.75±0.06	3.89±0.01	3.70±0.16	24.72±0.13	0.45±0.04	1.55±0.10	3.57±0.50	5.64±0.30	1.93±0.03	4.27±0.40	4.78±0.05	4.48±0.04	16.72±0.29	8.91±0.14	14.68±0.05
NGC 1614	4.57±0.07	4.75±0.05	4.05±0.09	25.77±0.17	-	2.76±0.08	-	6.34±0.40	-	5.37±0.15	3.95±0.14	4.07±0.02	17.66±0.45	9.75±0.16	16.02±0.15
NGC 3310	2.44±0.21	3.87±0.18	3.12±0.16	16.00±0.37	-	3.10±0.11	-	5.05±0.09	3.82±0.08	4.85±0.24	2.87±0.12	2.36±0.13	13.87±0.44	9.06±0.35	15.74±0.12
NGC 7714	2.36±0.02	3.40±0.03	3.31±0.13	24.34±0.16	-	1.16±0.17	-	4.42±0.04	2.01±0.07	4.15±0.08	2.44±0.06	3.57±0.01	14.22±0.32	9.24±0.13	13.20±0.04
Seyfert 2															
NGC 262	3.82±0.44	5.92±0.44	4.11±0.42	-	-	-	-	1.41±0.27	2.17±0.05	-	1.04±0.04	-	2.75±0.01	0.74±0.03	1.78±0.02
Mrk 993	1.41±0.15	3.46±0.13	2.73±0.12	-	-	2.57±0.01	-	3.58±0.13	2.22±0.05	2.43±0.04	3.03±0.04	-	9.04±0.01	5.24±0.03	8.34±0.03
NGC 591	5.80±0.39	4.57±0.29	4.72±0.17	16.95±0.13	-	-	-	3.83±0.07	2.47±0.02	2.81±0.03	4.51±0.21	5.39±0.13	9.83±0.11	1.39±0.03	10.14±0.09
Mrk 573	3.80±0.18	4.04±0.18	3.08±0.17	14.05±0.15	-	-	2.86±0.01	3.92±0.01	2.06±0.01	2.76±0.05	2.77±0.04	1.48±0.03	7.87±0.43	-	4.26±0.13
NGC 1144	4.72±0.43	5.88±0.35	4.28±0.21	18.90±0.21	2.14±0.01	3.41±0.01	3.30±0.01	4.27±0.04	2.31±0.13	2.81±0.01	4.01±0.02	1.70±0.09	10.63±0.09	5.76±0.01	-
Mrk 1066	4.05±0.11	4.50±0.08	3.61±0.07	13.82±0.14	-	1.90±0.01	-	4.58±0.01	2.25±0.02	3.48±0.13	3.68±0.01	3.11±0.02	9.98±0.28	4.81±0.13	7.87±0.01
NGC 2110	5.28±0.28	7.47±0.90	4.59±0.20	20.00±0.20	-	2.28±0.01	-	3.78±0.05	1.81±0.01	3.20±0.28	3.30±0.04	0.75±0.01	4.78±0.05	2.32±0.10	4.20±0.04
ESO 428	4.31±0.06	6.30±0.04	3.85±0.01	-	-	2.87±0.07	-	4.77±0.01	2.57±0.01	3.40±0.03	4.80±0.06	2.31±0.10	12.34±0.34	5.10±0.25	11.80±0.11
Mrk 1210	-	-	-	-	-	-	-	6.54±0.19	2.82±0.16	3.35±0.13	-	1.07±0.16	7.73±0.15	-	3.41±0.47
NGC 5728	-	-	-	-	-	-	-	4.77±0.16	3.74±0.29	5.73±0.12	8.94±0.38	5.44±0.14	8.16±0.01	8.98±0.01	10.27±0.01
NGC 5929	3.56±0.19	5.58±0.17	4.06±0.15	15.42±0.25	-	1.00±0.91	2.17±0.91	4.27±0.49	1.70±0.19	3.52±0.21	5.43±0.17	3.67±0.36	13.77±0.06	6.78±0.03	11.42±0.04
NGC 5953	4.68±0.23	6.50±0.17	5.26±0.13	12.65±0.35	1.95±0.01	1.98±0.01	1.62±0.01	3.98±0.08	1.90±0.04	3.61±0.15	3.82±0.03	2.67±0.04	13.37±0.20	7.74±0.03	-
NGC 7674	2.24±0.51	3.42±0.43	3.57±0.31	-	-	3.20±0.36	-	2.35±0.14	1.98±0.03	-	-	-	-	-	-
NGC 7682	3.22±0.20	4.53±0.17	1.49±0.30	11.00±0.23	-	-	-	4.04±0.08	2.92±0.02	2.70±0.02	-	-	9.42±0.26	8.33±0.08	-
Seyfert 1															
Mrk 334	-	-	-	19.11±0.10	-	-	1.12±0.11	3.40±0.06	1.78±0.08	3.13±0.09	1.66±0.04	1.85±0.07	6.14±0.01	2.96±0.00	3.54±0.05
NGC 1097	4.48±0.17	5.84±0.15	3.29±0.13	5.88±0.26	1.79±0.22	1.46±0.13	1.81±0.13	4.51±0.15	2.62±0.20	3.69±0.10	2.99±0.01	2.04±0.05	9.45±0.20	5.16±0.12	10.32±0.02
MCG-5-13-17	2.35±0.10	3.18±0.08	3.84±0.08	-	-	1.91±0.21	-	2.87±0.04	2.25±0.05	3.07±0.06	1.43±0.05	1.97±0.02	7.95±0.11	3.87±0.03	6.55±0.05
Mrk 124	-	-	-	-	-	-	-	2.19±0.06	1.29±0.30	2.12±0.05	-	-	-	-	-
NGC 3227	-	1.67±0.06	2.09±0.05	-	-	-	-	3.43±0.03	1.58±0.03	-	2.36±0.03	1.35±0.04	6.24±0.01	2.79±0.00	4.47±0.03
NGC 4051	-	-	-	-	-	-	-	3.22±0.01	1.93±0.03	3.19±0.08	1.13±0.01	0.73±0.01	3.69±0.11	0.66±0.08	3.50±0.02
Mrk 291	-	2.40±0.07	4.45±0.09	-	-	2.56±0.01	-	3.43±0.02	-	3.80±0.11	-	-	11.90±0.05	-	-
Arp 102B	-	-	-	-	-	-	-	2.12±0.39	1.38±0.07	3.82±0.05	1.97±0.03	2.14±0.02	4.61±0.05	2.80±0.01	-
Mrk 896	-	-	-	-	-	-	-	1.69±0.14	1.24±0.25	2.16±0.01	0.67±0.08	0.53±0.01	1.23±0.06	1.89±0.05	-
NGC 7469	-	-	-	-	-	-	-	2.32±0.02	1.30±0.03	2.09±0.03	1.13±0.02	1.02±0.03	3.47±0.15	0.91±0.13	1.78±0.03

Os valores de F_λ também foram medidos seguindo as definições da Sec. 5.1.1. Os valores medidos nos espectros das galáxias estão listados na Tab. 5.6.

Tabela 5.6: Fluxos do contínuo das galáxias. Os valores foram medidos nas galáxias e normalizados a unidade em $1.2230\mu\text{m}$. Não reportamos os erros para as medidas de F_λ , pois os mesmos estão na terceira casa depois da vírgula. Em nenhum dos casos o erro é superior a 3%.

Galáxia/Fluxo	0.81	0.88	0.99	1.06	1.22	1.52	1.70	2.09	2.19
Starburst									
NGC 34	0.86	0.94	1.02	1.03	1.00	0.91	0.92	0.92	0.56
NGC 1614	0.76	0.88	1.00	1.03	1.00	0.85	0.84	0.84	0.49
NGC 3310	1.29	1.27	1.19	1.13	1.00	0.79	0.72	0.72	0.37
NGC 7714	1.41	1.41	1.25	1.18	1.00	0.77	0.69	0.69	0.34
Seyfert 2									
NGC 262	1.28	1.12	1.11	1.01	1.00	0.94	0.95	0.95	0.92
Mrk 993	1.25	1.26	1.18	1.13	1.00	0.80	0.71	0.71	0.37
NGC 591	1.08	1.05	1.05	1.01	1.00	0.76	0.67	0.67	0.35
Mrk 573	1.26	1.27	1.23	1.15	1.00	0.79	0.72	0.72	0.45
NGC 1144	1.25	1.25	1.21	1.16	1.00	0.76	0.67	0.67	0.34
Mrk 1066	1.05	1.11	1.10	1.08	1.00	0.83	0.80	0.80	0.49
NGC 2110	0.97	0.95	0.98	1.05	1.00	0.93	0.89	0.89	0.65
ESO 428	1.18	1.17	1.12	1.08	1.00	0.79	0.72	0.72	0.37
Mrk 1210	-	1.25	1.27	1.16	1.00	0.85	0.82	0.82	0.65
NGC 5728	-	-	1.01	1.00	1.00	0.82	0.76	0.76	0.42
NGC 5929	1.25	1.24	1.15	1.10	1.00	0.80	0.73	0.73	0.35
NGC 5953	1.28	1.26	1.17	1.12	1.00	0.76	0.69	0.69	0.33
NGC 7674	1.21	1.12	1.08	1.02	1.00	0.97	1.02	1.02	1.10
NGC 7682	1.04	1.06	1.07	1.05	1.00	0.83	0.74	0.74	0.35
Seyfert 1									
Mrk 334	1.07	1.07	1.08	1.06	1.00	0.93	0.91	0.91	0.69
NGC 1097	1.08	1.25	1.16	1.15	1.00	0.81	0.74	0.74	0.39
MCG-5-13-17	1.43	1.41	1.25	1.18	1.00	0.79	0.73	0.73	0.44
Mrk 124	-	-	1.00	1.00	1.00	1.07	1.06	1.06	1.00
NGC 3227	1.28	1.25	1.16	1.08	1.00	0.88	0.84	0.84	0.58
NGC 4051	-	1.27	1.15	1.07	1.00	0.89	0.86	0.86	0.73
Mrk 291	1.73	1.51	1.30	1.26	1.00	0.80	0.70	0.70	0.41
Arp 102B	1.48	1.33	1.24	1.23	1.00	0.77	0.69	0.69	0.40
Mrk 896	1.31	1.20	1.12	1.07	1.00	0.95	0.93	0.93	0.73
NGC 7469	1.33	1.20	1.11	1.05	1.00	0.93	0.91	0.91	0.75

Capítulo 6

Síntese de População Estelar no Infravermelho Próximo: Resultados¹

Neste capítulo discutiremos os resultados da síntese de populações estelares para os diferentes tipos de atividade.

6.1 Síntese das Galáxias Starburst

Como a síntese de população estelar envolvendo todo intervalo entre 0.8 e $2.4\mu\text{m}$ é realizada pioneiramente neste trabalho, começamos pelo caso mais simples², as galáxias SB.

Conforme discutido no Cap. 5, a Base de Elementos para a síntese de populações estelares da região central das quatro galáxias SB consiste em SSPs com a seguinte distribuição de idades: 0.001 , 0.01 , 0.2 , 0.5 , 0.7 , 1 , 5 e $13 G_{\text{anos}}$, com metalicidade solar e com uma função inicial de massa do tipo Salpeter. Vale ressaltar que testamos como Base de Elementos SSPs com a mesma distribuição de idades, porém com diferentes metalicidades ($\frac{1}{50} Z_{\odot} \leq Z \leq 2 Z_{\odot}$). Entretanto, utilizando uma Base de Elementos diferente daquela constituída por SSPs de metalicidade solar, não encontramos uma solução satisfatória para a população estelar da região central das galáxias SB estudadas. Este resultado está de acordo com os obtidos da análise do bojo de galáxias espirais na região óptica do espectro (e.g. Schmitt et al., 1996,

¹Baseado em Riffel et al. (2007, 2008)

²O caso das galáxias SB é considerado o mais simples, pois a fonte de energia que ioniza o gás e forma o contínuo é de origem estelar.

Saraiva et al., 2001).

Os resultados da síntese de populações estelares, em termos de frações de fluxo em $1.2230\mu\text{m}$, são apresentados na Fig 6.1 e na Tab. 6.1. Como podemos observar nesta figura, há um bom acordo do espectro em absorção observado e o sintético. Também listamos na Tab. 6.1 o valor de $E(B-V)$ determinado utilizando a população estelar sintetizada para a galáxia. A população estelar em termos de fração de massa também foi estimada e é apresentada Tab. 6.1 (segunda linha). O cálculo desta fração de massa foi feito usando as razões massa-luminosidade (M/L) na banda J^3 dos modelos de Maraston (2005), assumindo que M/L da banda J (centrada em $\sim 1.2\mu\text{m}$) é igual a $M/L_{1.2230\mu\text{m}}$. Comparamos as frações de massa e de fluxo de cada uma das populações estelares, para cada uma das quatro galáxias SB de nossa amostra, na Fig. 6.2

Tabela 6.1: Resultados da síntese de populações estelares para as galáxias SB em termos de frações de fluxo (primeira linha) e de frações de massa (segunda linha)

Galáxia	$E(B-V)$ (mag)	% de cada população [‡] .							
		0.001	0.01	0.2	0.5	0.7	1	5	13
NGC 34	0.95	2±2	9±5	12±9	6±7	8±8	56±6	3±3	4±3
		1±4	0	10±15	3±8	5±11	47±10	9±18	25±38
NGC 1614	0.90	3±1	6±7	10±5	6±7	9±10	56±8	5±3	5±4
		1±2	0	7±7	3±7	5±12	42±12	14±16	28±45
NGC 3310	0.47	2±3	10±7	25±12	4±5	6±7	33±7	12±7	8±6
		1±3	0	14±12	2±3	3±6	20±7	26±26	35±46
NGC 7714	0.40	6±3	7±5	37±9	3±4	4±4	35±4	5±6	3±3
		3±6	0±0	30±14	2±4	3±5	29±6	15±35	19±35

[‡] Idades em G anos.

Como podemos ver na Tab. 6.1, a população estelar de $1 G_{\text{anos}}$ é notável tanto em fluxo quanto em massa, nas dezenas de pc centrais das quatro galáxias SB estudadas. Este resultado dá suporte ao fato da presença da banda de $1.1\mu\text{m}$ CN (que é intensa nas 4 galáxias estudadas, veja Fig. 5.1) no espectro de uma galáxia, pode ser tomada como uma evidência clara da presença de uma população estelar jovem à intermediária. A metalicidade das estrelas que dominam a luz em $1.2230\mu\text{m}$, na região central das galáxias SB de nossa amostra é solar.

As populações estelares dos ~ 5 kpc centrais de NGC 7714 e dos ~ 9 kpc centrais de NGC 1614 foram estudadas por Cid Fernandes et al. (2003) na região óptica. Os

³Disponíveis em: www.dsg.port.ac.uk/~maraston/

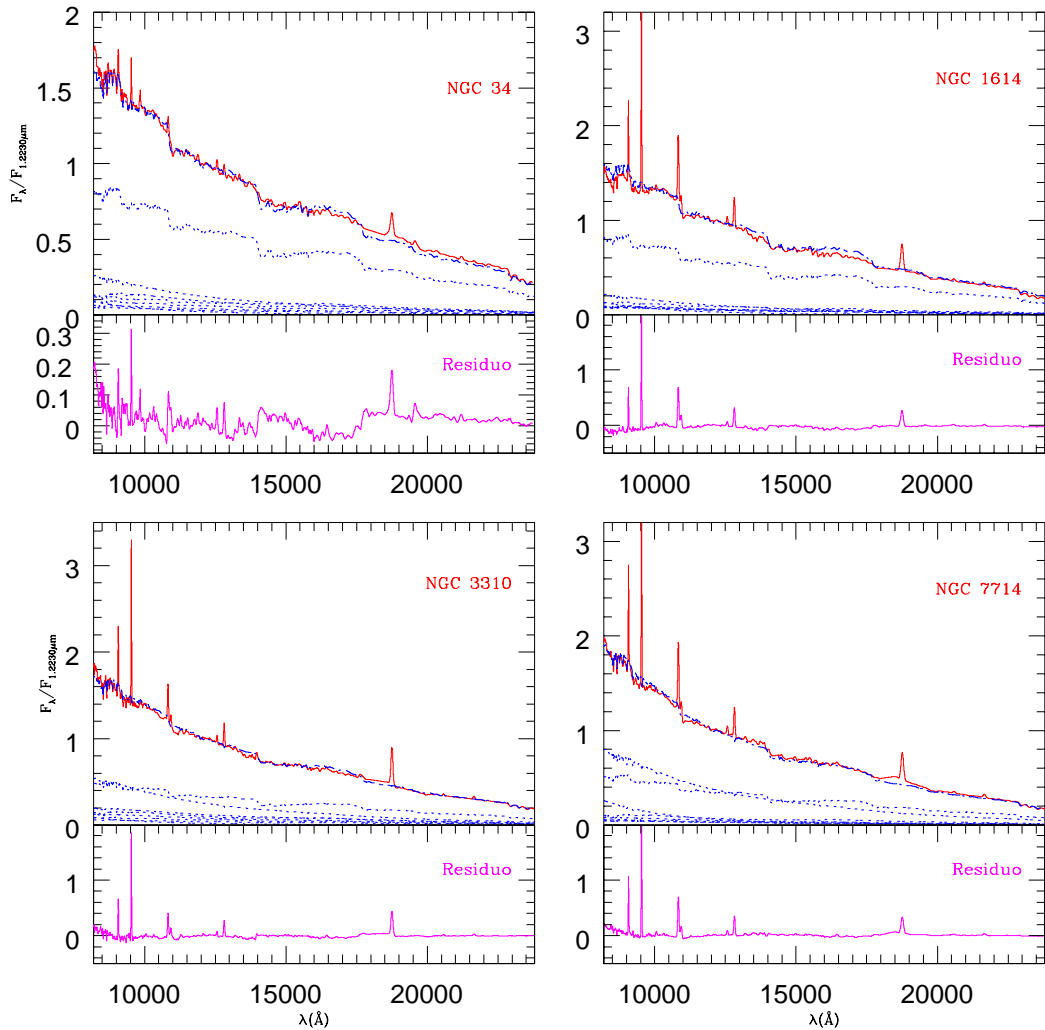


Figura 6.1: Resultados da síntese de populações estelares para as galáxias SB, em termos da contribuição de fluxo em $1.2230\mu m$. *Topo*: linhas preenchidas representam o espectro observado, deslocado por uma constante e degradado para a rESolução dos modelos. A linha pontilhada representa a soma das diferentes contribuições de cada população, de acordo com a Tab. 6.1. *Base*: Espectro da galáxia menos o *template* sintético.

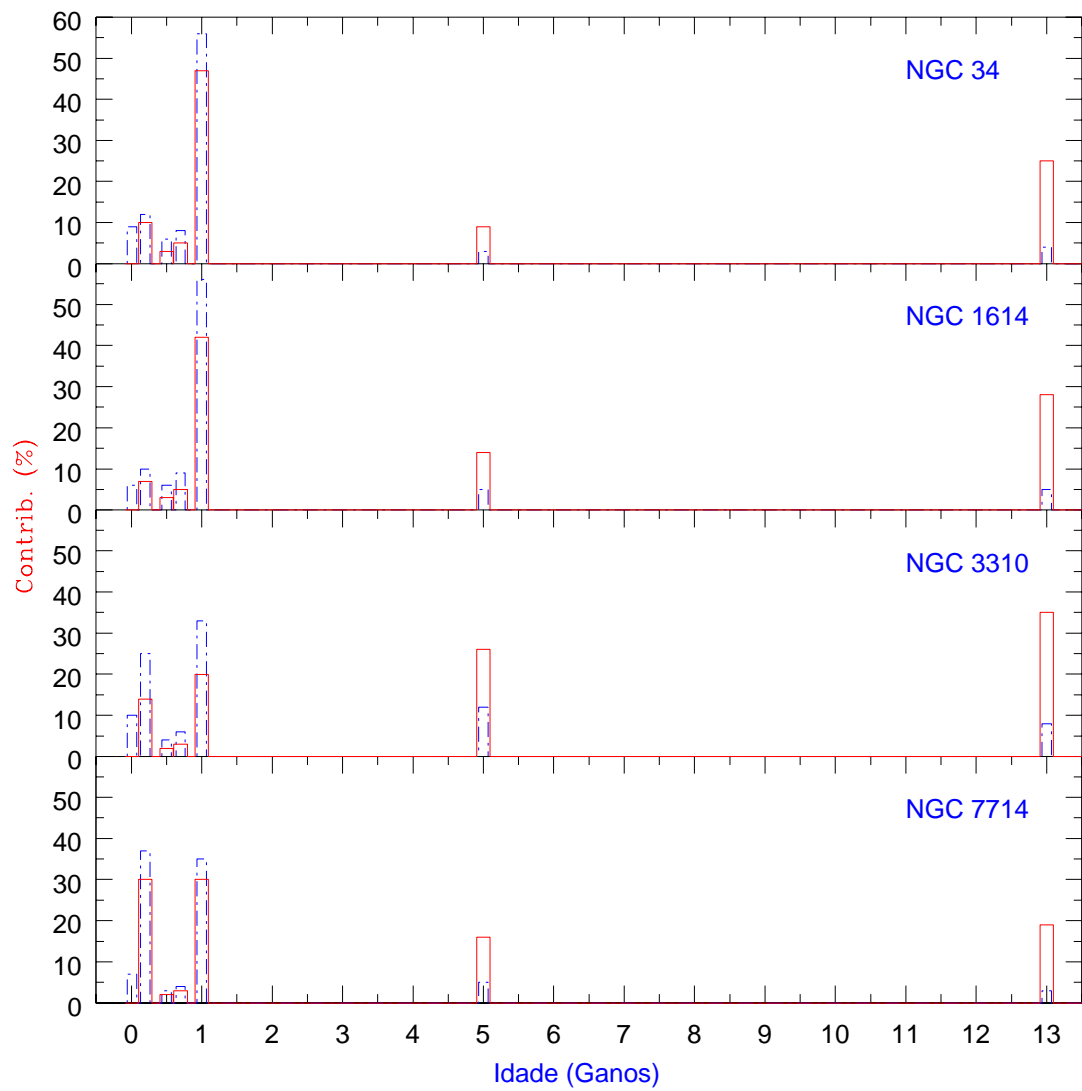


Figura 6.2: Contribuições percentuais de cada SSP para a população estelar de cada galáxia SB. A linha preenchida representa a contribuição em massa e a linha pontilhada em termos da fração de fluxo.

mesmos utilizaram como Base de Elementos 12 aglomerados estelares de diferentes idades e metalicidades, definidos por Schmidt et al. (1991). Cid Fernandes et al. (2003) encontraram uma população dominante com idade $< 10^8$ anos para ambas as fontes ($\sim 77\%$ para NGC 7714 e $\sim 75\%$ para NGC 1614) na região óptica do espectro. Para o NIR encontramos que $\sim 57\%$ da luz de NGC 7714 é devido a populações estelares com idades $< 10^8$ anos, resultado este que concorda com os de Cid Fernandes et al. (2003). Contudo, se considerarmos apenas as populações com idades $< 10^7$ anos encontramos uma diferença na proporção determinada na região NIR (13%) e na determinada no óptico (44%). Diferença similar é encontrada para a população de $1 G_{\text{anos}}$, 35% no NIR e 11% no óptico. Para NGC 1614 $\sim 34\%$ da luz em $1.23\mu\text{m}$ é devido a populações estelares com idades $< 10^8$ anos, resultado este que difere significativamente do encontrado por Cid Fernandes et al. (2003). A fração da luz devido a populações mais jovens que 10^7 anos no NIR é apenas de 9% enquanto que para a região óptica a mesma é de 36% (Cid Fernandes et al., 2003). A diferença mais significativa se encontra na população de $1 G_{\text{anos}}$, onde determinamos que 56% da luz em $1.23\mu\text{m}$ de NGC 1614 é devido a esta população, enquanto que Cid Fernandes et al. (2003) obtiveram uma contribuição de 8% em 4020\AA .

A diferença de nossos resultados e dos encontrados por Cid Fernandes et al. (2003) está provavelmente relacionada ao fato de que no NIR a luz é dominada por estrelas nas fases TP-AGB, e no ramo das gigantes vermelhas (RGB) (e.g. Origlia & Oliva, 2000, Maraston, 2005). Além disso, a abertura usada por Cid Fernandes et al. (2003) inclui a luz das estrelas jovens dos braços, especialmente no caso de NGC 1614, como pode ser observado nas imagens do telescópio espacial Hubble (veja, por exemplo Malkan et al., 1998). Chamamos a atenção para o fato de que combinamos as SSPs na região do NIR na proporção determinada por Cid Fernandes et al. (2003) na região óptica, entretanto, o *template* sintético não se encaixa ao espectro observado no NIR da região central de NGC 1614 e NGC 7714. Porém, de uma maneira geral, nossos resultados concordam com aqueles obtidos na região óptica do espectro (e.g. Cid Fernandes et al., 2003), entretanto tendemos a encontrar populações estelares mais velhas e um maior espalhamento em idades.

O excesso de cor $E(B-V)$ calculado utilizando todo o intervalo entre 0.8 e $2.4\mu\text{m}$ listado na Tab. 6.1, é menor que o calculado utilizando as linha de emissão. O valor de $E(B-V)$ calculado via a razão de linhas de emissão $\text{Pa}\beta/\text{Br}\gamma$ para estas galáxias está listado na Tab. 4.3. A descrição do procedimento para este cálculo está no Cap. 4. Esta discrepância pode dever-se ao fato de que $\text{Pa}\beta$ é fortemente afetada por linhas de absorção, como $\text{Ti I } 1.2827\mu\text{m}$ e $\text{Ti I } 1.2851\mu\text{m}$, bem como a própria $\text{Pa}\beta$

em absorção. Também podemos explicar a diferença nos valores de $E(B-V)$ como consequência do fato de que as estrelas quentes, responsáveis pela ionização do gás, estão associadas com uma região mais empoeirada do que a população estelar fria (Calzetti et al., 1994).

6.1.1 Teste da síntese: o gás ionizado

Após a subtração da população estelar, ficamos com um espectro de emissão puro, permitindo desta forma, o estudo do gás ionizado livre da contaminação estelar. Considerando que o espectro de emissão das galáxias é produzido por fotoionização devido a estrelas, calculamos uma grade de modelos de regiões HII com o objetivo de reproduzir as razões de linhas observadas. Seguindo o método de Dors & Copetti (2006), utilizamos o código de fotoionização CLOUDY/C07.02 (veja por exemplo: Ferland, 2003) para tal propósito.

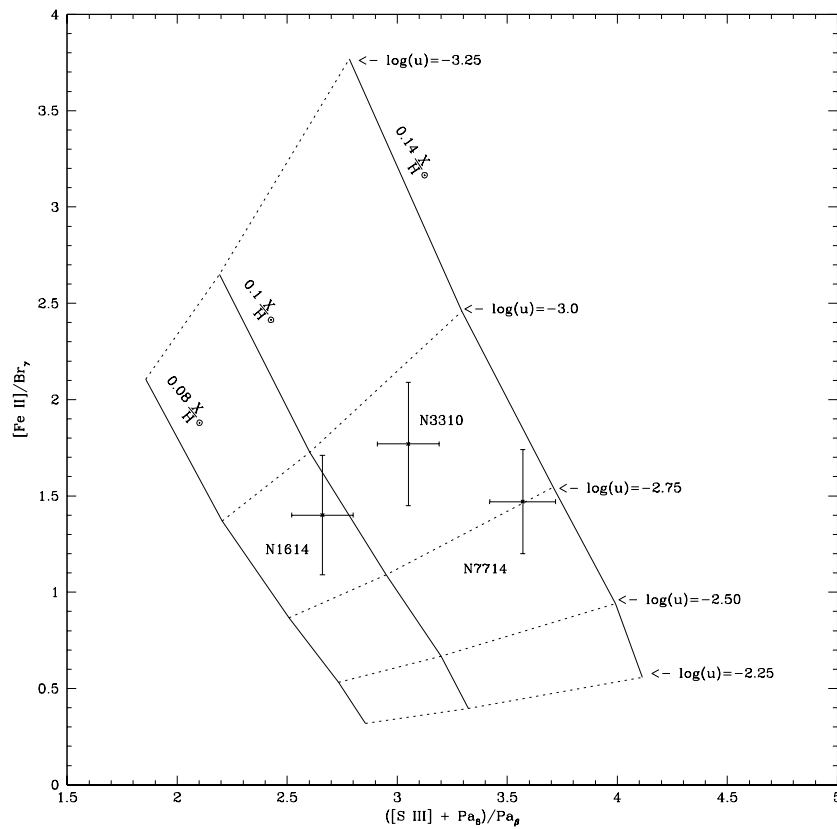


Figura 6.3: Espectro de emissão livre das linhas de absorção *versus* modelos de fotoionização. Os valores de abundância e $\log(U)$ estão identificados.

Os parâmetros livres dos modelos de fotoionização são: a abundância⁴, $\frac{X}{H}$ e o parâmetro de ionização U . A nebulosa foi considerada como uma esfera se expandindo, com fator de preenchimento, $\varepsilon=0.01$, e com densidade eletrônica constante, $N_e = 500 \text{ cm}^{-3}$. A distribuição espectral de energia utilizada para computar os modelos são os *templates* sintéticos derivados pela síntese de população estelar. Extrapolamos os resultados da síntese no NIR desde o ultravioleta até o infravermelho distante. Para isto, pesamos a contribuição de cada uma das oito SSPs com as contribuições em fluxo listadas na Tab. 6.1 e as somamos. Os resultados são muito similares para os *templates* das quatro galáxias, por isso, assumimos como SED típica para todas as grades, aquela pesada pelas contribuições de fluxo da população estelar de NGC 7714.

Encontramos um bom acordo entre as razões de linhas observadas e calculadas, como pode ser observado na Tab. 6.2. Observe que utilizamos $([\text{SIII}] 9531 + \text{Pa}_8)/[\text{SIII}] 9069 \text{ \AA}$ ao invés das razões de linhas do $[\text{SIII}]$, pois a nossa resolução espectral, nesta faixa do espectro, é de 20 \AA , não permitindo a separação de $[\text{SIII}] 9531 \text{ \AA}$ e Pa_8 ($\lambda 9548 \text{ \AA}$). Como podemos observar na Fig. 6.3, o gás tem um parâmetro de ionização no intervalo entre $-3.0 \leq \log(U) \leq -2.5$, e abundâncias de S/H e Fe/H no intervalo entre $0.08 \frac{X}{H}$ e $0.14 \frac{X}{H}$ da solar. Os baixos valores de abundância estão de acordo com os resultados de Kehrig et al. (2006). Estes autores estudaram as abundâncias químicas em uma amostra de 22 galáxias HII utilizando as linhas de emissão do $[\text{SIII}]$ no NIR. Eles concluíram que muitos dos objetos estudados têm abundância de S/H no intervalo entre $1/20 Z_\odot$ e Z_\odot . Quanto à razão de linhas do $[\text{Fe II}] 1.257 \mu\text{m}/\text{Br}\gamma$, os valores observados em galáxias SB estão no intervalo entre 0.65-2.70 (Simpson et al., 1996, assumindo $\text{Pa}\alpha/\text{Br}\gamma=5.88$, caso B). Valores estes que concordam razoavelmente bem com os modelos de SB de Colina (1993), com razões de linhas teóricas entre 0.13 e 1.90. Como pode-se observar na Tab. 6.2 e na Fig. 6.3, nossos valores para esta razão de linhas são consistentes com os preditos e com os observados.

6.2 Síntese das Galáxias Seyfert 2

Nesta seção discutiremos os resultados da síntese de população estelar no NIR para as galáxias Sy 2 de nossa amostra, exceto para NGC 1275. Também compararemos nossos resultados com os obtidos em outras regiões espectrais (ultravioleta e

⁴Abundância do elemento X em relação a do hidrogênio. X representa o enxofre e o ferro no nosso caso.

Tabela 6.2: Propriedades dos espectros de emissão das galáxias SB. Valores intrínsecos *versus* observados.

Razão	Int. ^a	NGC 34	NGC 1614	NGC 3310	NGC 7714
Pa γ /Pa β	0.56	-	0.53 \pm 0.08	0.61 \pm 0.05	0.52 \pm 0.03
Br γ /Pa β	0.17	-	0.16 \pm 0.03	0.19 \pm 0.02	0.18 \pm 0.01
([SIII] 9531+Pa α)/[SIII] 9069Å	2.70 ^b	2.71 \pm 0.68	2.70 \pm 0.13	2.67 \pm 0.12	2.48 \pm 0.05
([SIII] 9531+Pa α)/Pa β	3.20 ^c	1.41 \pm 0.11	2.66 \pm 0.14	3.05 \pm 0.14	3.57 \pm 0.15
[Fe II]/Br γ	1.50 ^c	-	1.40 \pm 0.31	1.77 \pm 0.32	1.47 \pm 0.27

a) Calculados com o CLOUDY.

b) Valor médio, varia de 2.66 (log(u)=-2.25) à 2.77 (log(u)=-3.25), esta razão não é ou é pouco dependente da densidade e/ou da metalicidade da nuvem.

c) Este valor é variável, veja Fig. 6.3.

óptico).

Conforme discutido no Cap. 5, montamos a Base de Elementos para a síntese de população estelar da região central das galáxias Sy 2 de nossa amostra com SSPs com a seguinte distribuição de idades: 0.01, 0.2, 0.5, 0.7, 1, 5 e 13 G_{anos}, com metalicidades no intervalo $\frac{1}{50} Z_{\odot} \leq Z \leq 2 Z_{\odot}$, e função inicial de massa do tipo Salpeter (Salpeter, 1955). Para alguns casos foi necessário montar uma Base de Elementos reduzida (veja por exemplo: Mrk 1210), devido ao pequeno número de vínculos. Em outros casos foi necessário montar uma base com diferentes metalicidades e idades (Base de Elementos MIX, na Tab. 6.3). Incluímos também na Base de Elementos uma componente não estelar, descrita por uma lei de potência do tipo $F_{\lambda} \propto \lambda^{-1.5}$ para representar a contribuição do AGN para o contínuo (e.g. Koski, 1978, Cid Fernandes & Terlevich, 1995, Schmitt et al., 1999, Storchi-Bergmann et al., 2000, Cid Fernandes et al., 2004). Denotamos esta contribuição no restante do texto por PL.

É importante salientarmos que dentro do paradigma do modelo unificado (e.g. Antonucci & Miller, 1985) a componente não estelar nos núcleos Sy 2 deve-se à radiação espalhada do AGN obscurecido pelo toróide de poeira. Contudo, uma população estelar jovem pode mimetizar uma lei de potência (e.g. Cid Fernandes & Terlevich, 1995, Schmitt et al., 1999, Storchi-Bergmann et al., 2000, Cid Fernandes et al., 2004). Devido a este fato, e assumindo a hipótese do modelo unificado, não incluímos a SSP de 1 M_{anos} na Base de Elementos utilizada para a síntese das galáxias Seyfert.

Outra componente que devemos considerar é a poeira quente, que afeta a emissão na banda *K* dos AGNs (e.g. Rodríguez-Ardila et al., 2005a, Rodríguez-Ardila & Mazzalay, 2006) diluindo as linhas em absorção localizadas nesta banda. Como há poucos estudos espectroscópicos concentrados em determinar a temperatura da componente do contínuo no NIR devido à poeira quente (basicamente: Rodríguez-Ardila et al., 2005a, Rodríguez-Ardila & Mazzalay, 2006), achamos mais conveniente

não incluir uma distribuição de corpo negro na Base de Elementos. Para minimizar os efeitos da poeira quente, não utilizamos as linhas em absorção e os pontos de contínuo localizados na banda K , pois os mesmos podem estar fortemente diluídos. Extrapolamos os resultados da síntese obtidos com os valores de W_λ e F_λ das bandas $z + J$ e H para a banda K .

Os resultados da síntese de população estelar das galáxias Seyfert 2, em termos de frações de fluxo em $1.2230\mu\text{m}$, são apresentados na Tab. 6.3 e nas Figs. 6.4 à 6.7. Como podemos observar nesta figura, há um bom acordo do espectro em absorção observado e o sintetizado para a maioria dos casos. Os casos onde o contínuo da banda K apresenta um excesso (NGC 262, Mrk 573, Mrk 1066, NGC 1275, NGC 2110, Mrk 1210 e NGC 7674) serão discutidos em detalhes no Cap. 7. O único objeto onde a síntese não foi possível é NGC 1275, pois o mesmo não apresenta linhas em absorção em seu espectro. Ajustamos à NGC 1275 a população estelar determinada para NGC 262, com valor de $e(B-V)=0.55$ mag. Esta aproximação é válida uma vez que a distribuição espectral de energia de NGC 1275 é similar à de NGC 262 (veja Fig. 3.4).

Listamos na Tab. 6.3 o valor de $E(B-V)$ determinado utilizando a população estelar bem como a população estelar em termos de fração de massa. O cálculo desta fração de massa foi feito usando as razões massa-luminosidade (M/L) na banda J conforme discutido na Sec. 6.1. Comparamos as frações de massa e de fluxo de cada uma das populações estelares das galáxias Sy 2 de nossa amostra nas Figs. 6.12 à 6.14.

Como podemos observar na Tab. 6.3 e nos histogramas (Figs. 6.12 à 6.14), a população estelar das galáxias Sy 2 é muito “variada”. A contribuição da população de $13 G_{\text{anos}}$ (velha) pode ser dominante, com contribuições em fluxo em $1.2230\mu\text{m}$, de até 53 % no caso de NGC 7674, ou representar uma fração muito pequena da população estelar em outras, como os 2% obtidos para Mrk 993 e Mrk 1210. A população estelar de $200 M_{\text{anos}}$ apresenta variação similar a das populações velhas, desde 1% em NGC 2110 e Mrk 1066 até 63%, em NGC 5728 (ou 48% para Mrk 993). Schmitt et al. (1999) e Cid Fernandes et al. (2004) obtiveram variações similares na síntese de população estelar de galáxias Sy 2 na região óptica.

A contribuição da população estelar jovem ($10 M_{\text{anos}}$) é pequena sendo nula em 2 galáxias (Mrk 993, NGC 5929), e menor que 6% em grande parte da amostra. Apenas uma fonte tem contribuição mais significativa da população de $10 M_{\text{anos}}$, NGC 591, com 13%.

Pelo menos uma das populações estelares de $500 M_{\text{anos}}$, $700 M_{\text{anos}}$ ou $1 G_{\text{anos}}$

Tabela 6.3: Resultados da síntese de população estelar para as galáxias Sy 2 em termos de frações de fluxo (primeira linha) e de frações de massa (segunda linha). A Base de Elementos MIX é para os casos onde uma única metalicidade não foi suficiente para que os resultados da síntese fossem satisfatórios (Veja Sec. 5.1.1). X significa que a SSP não foi utilizada na Base de Elementos reduzida.

Galáxia	Z/Z_{\odot}	E(B-V) (mag)	% de cada população [‡] .							
			PL	0.01	0.2	0.5	0.7	1	5	13
NGC 262	1	0.90	23±3	1±3	39±6	4±5	1±2	0±1	3±4	29±10
			-	0	14±6	1±3	0	0	4±14	81±74
Mrk 993	1	0.57	0	0	48±6	9±7	28±11	8±8	5±6	2±3
			-	0	40±8	5±7	19±12	7±11	16±31	13±31
NGC 591	2	0.53	7±4	13±3	30±3	6±5	9±3	9±3	7±5	19±4
			-	0	13±5	2±6	3±4	4±5	12±30	65±50
Mrk 573	1	0.45	8±6	5±3	22±8	2±3	6±6	38±6	11±5	8±5
			-	0	13±10	1±3	3±6	23±8	24±24	36±49
Mrk 1066	1	0.55	10±5	6±3	1±1	8±4	16±9	31±7	13±6	15±6
			-	0	0	3±3	6±9	15±8	23±26	53±53
NGC 1275 ^a	1	0.55	23±3	1±3	39±6	4±5	1±2	0	3±4	29±10
			-	0	14±6	1±3	0	0	4±14	81±74
NGC 2110	1	0.85	2±2	6±3	1±2	20±11	20±10	28±9	8±5	15±6
			-	0	0±2	7±8	8±9	14±10	15±20	56±50
Mrk 1210	1	0.35	33±3	4±4	10±3	x	x	51±5	x	2±3
			-	0±1	13±9	x	x	67±17	x	20±73
NGC 5929	1	0.53	0	4±4	40±7	6±7	10±5	29±8	6±3	5±4
			-	0	28±10	3±7	6±6	21±12	16±17	27±46
NGC 7674	1	0.70	9±5	0	6±5	5±5	10±6	4±4	13±5	53±10
			-	0	1±4	1±3	2±4	1±4	10±17	85±68
Base MIX										
NGC 1144	1	0.50	0	x	23±6	3±3	x	x	x	1±2
			-	x	17±10	2±3	x	x	x	6±10
	2		-	x	35±4	32±5	x	x	x	6±2
			-	x	25±10	15±7	x	x	x	35±14
ESO 428	1	0.50	1±1	x	20±3	x	2±2	x	x	30±4
			-	x	5±4	x	0	x	x	63±50
	2		-	x	1±1	x	35±6	x	x	11±8
			-	x	0	x	7±3	x	x	24±20
NGC 5728	1	0.90	16±4	x	3±2	13±7	x	x	x	1±4
			-	x	4±3	11±9	x	x	x	9±15
	2		-	x	60±5	7±5	x	x	x	0
			-	x	71±40	5±3	x	x	x	0
NGC 5953	1/50	0.35	0	x	x	x	3±2	x	26±5	12±4
			-	x	x	x	1±3	x	29±13	24±16
	2		-	x	x	x	30±8	x	24±4	5±1
			-	x	x	x	7±5	x	28±15	12±8
NGC 7682	1/50	0.60	0	x	x	0	x	19±7	x	30±4
			-	x	x	0	x	6±4	x	64±31
	2		-	x	x	14±3	x	30±5	x	7±2
			-	x	x	3±2	x	9±6	x	18±8

‡ Idades em Ganos.

a) Utilizamos a mesma população estelar de NGC 262, exceto o valor de e(B-V).

é notável nas centenas de pc centrais das galáxias Sy 2 que possuem a linha do CN bem saliente, (NGC 591, Mrk 573, Mrk 1066, NGC 2110, NGC 5929, NGC 1144, NGC 5953 e NGC 7682; veja Fig 5.1 e Tab. 5.4). Este resultado dá suporte ao fato de que a presença da banda de $1.1\mu\text{m}$ CN, no espectro de uma galáxia, pode ser tomada como uma evidência clara da presença de uma população estelar intermediária, com idade variando de ~ 0.3 à $\sim 2 G_{\text{anos}}$, como pode ser observado na Fig. 6.8.

Embora a banda do $1.1\mu\text{m}$ do CN não tenha sido detectada em Mrk 993 e ESO 428, estas galáxias têm contribuições significativas das populações de $700 M_{\text{anos}}$. A banda do CN provavelmente não foi observada nestes objetos por estar diluída pelas componentes largas das linhas de emissão do He I ($1.083\mu\text{m}$) e H I ($1.093\mu\text{m}$). Esta conclusão é tomada com base no fato de que ambas as fontes possuem as bandas do CO em $2.2\mu\text{m}$ bem salientes, e na correlação destas bandas com a do CN (Riffel et al., 2007).

A contribuição da PL tem seu máximo em Mrk 1210 (33%) seguida de NGC 262 (23%). Discutiremos estes dois casos, pois uma contribuição da PL maior que 20%, no fluxo do contínuo óptico é necessária para que a componente larga de $H\beta$ possa ser distingüida, e caso esta contribuição exceda 20%, mas nenhuma componente larga é observada, provavelmente a componente PL possa ser associada a um aglomerado jovem e empoeirado (Cid Fernandes & Terlevich, 1995, Cid Fernandes et al., 2004). Tran et al. (1992) e Tran (1995a,b,c) encontraram componentes largas, devido à luz polarizada, em $H\alpha$ e $H\beta$ no espectro de Mrk 1210. Em NGC 262 Miller & Goodrich (1990) encontraram uma componente larga em $H\alpha$. Estes resultados indicam que a componente devido a PL, para estes dois casos, está associada ao AGN. Para as demais fontes as contribuições da PL são menores que $\sim 15\%$. Contudo, componentes largas de $H\alpha$ e $H\beta$, em luz polarizada são encontradas para NGC 7682 (Tran, 1995a,b,c). Em NGC 591 (Miller & Goodrich, 1990) e Mrk 1066 (Tran, 1995a,b,c) não foram encontradas componentes largas em luz polarizada. Para ESO 428 e para NGC 5728 não encontramos estudos sobre luz polarizada, mas como a contribuição da PL é menor que 20 %, bem como em NGC 591, a contribuição desta componente pode dever-se tanto ao AGN como a um aglomerado jovem embebido em poeira.

A população estelar na região óptica do espectro de Mrk 573 e Mrk 1210 foi estudada por Schmitt et al. (1999). Os mesmos encontram que ambas as galáxias são dominadas por populações estelares predominantemente velhas (82% para Mrk 573 e 54% para Mrk 1210) resultados estes que concordam com os obtidos por Storchi-Bergmann et al. (2000) e González Delgado et al. (2001). Contudo, estes últimos encontram contribuições maiores para as populações de alguns M_{anos} . Cid Fernandes

et al. (2004) também estudaram a população estelar dos 200 pc centrais de Mrk 1210 na região óptica, encontrando que a população estelar dominante é jovem ($\leq 10^8$ anos), contribuindo com 53% da luz na região óptica e a população velha sendo responsável por 39% desta. No NIR a população estelar dominante nos pc centrais de Mrk 573 (38%) e Mrk 1210 (51%) é a de $1 G_{\text{anos}}$. Ambas as galáxias apresentam contribuições significativas das populações estelares de 10^8 anos.

A luz na região óptica do espectro de Mrk 1066 é dominada por populações estelares jovens à intermediárias (González Delgado et al., 2001), o que concorda com o fato da luz em $1.22\mu\text{m}$ ser dominada por populações com estas idades ($\leq 1G_{\text{anos}}$).

Cid Fernandes et al. (2004) determinaram que a luz na região entre 3500 e 5200 Å, nos 200 pc centrais, de ESO 428, NGC 5728 e NGC 5929 é dominada por populações estelares de idade intermediária ($100 M_{\text{anos}} \leq t \leq 1.4 G_{\text{anos}}$). Estes autores também concluíram que a população estelar de NGC 7682 e de NGC 2110 é velha. Estes resultados concordam plenamente com os que determinamos para a região NIR (veja Tab. 6.3) exceto para NGC 2110 onde encontramos que a população dominante é de idade intermediária.

Como podemos ver, de uma maneira geral, os nossos resultados obtidos a partir da síntese de população estelar no infravermelho-próximo, concordam com aqueles encontrados na região do ultravioleta e óptico, contudo, similarmente aos resultados das galáxias SB, encontramos uma variação maior nas idades das populações estelares.

6.3 Síntese das Galáxias Seyfert 1

Nesta seção discutiremos os resultados da síntese de população estelar das galáxias Sy 1 que apresentam proeminentes linhas de absorção em seus espectros. São elas: Mrk 334, MCG 5 13 17, NGC 1097, Mrk 124, NGC 3227, Mrk 291, NGC 4051, Arp 102 B, Mrk 896 e NGC 7469.

Para montar a Base de Elementos seguimos os procedimentos descritos na Sec. 6.2.

Apresentamos os resultados da síntese de população estelar, em frações de fluxo e massa e os valores de $E(B-V)$ encontrados para as galáxias Sy 1 na Tab. 6.4 e nas Figs 6.9 à 6.11. O cálculo da fração de massa foi feito adotando o procedimento descrito na Sec. 6.2.

A população estelar das galáxias Sy 1 também é “variada” com contribuições da população de $13 G_{\text{anos}}$, variando entre 1% para Arp 102 B e 37% para Mrk 291. Uma variação notável também é observada na população de $200 M_{\text{anos}}$ com contri-

Tabela 6.4: Resultados da síntese de população estelar para as galáxias Sy 1 em termos de frações de fluxo (primeira linha) e de frações de massa (segunda linha). X significa que a SSP não foi utilizada na base reduzida.

Galáxia	Z/Z_{\odot}	E(B-V) (mag)	% de cada população [‡] .							
			PL	0.01	0.2	0.5	0.7	1	5	13
Mrk 334	1	0.65	18±9	6±6	1±2	8±5	27±13	13±8	22±4	5±5
			-	0	1±3	3±4	14±14	8±11	50±19	23±49
MCG 5-13-17	1	0.35	10±6	2±3	30±8	10±6	16±11	20±11	6±5	6±7
			-	0	21±8	5±4	9±9	15±11	16±18	33±51
NGC 1097	1	0.41	7±6	3±4	10±8	4±5	3±3	47±3	13±11	13±11
			-	0	5±6	1±2	1±2	23±2	23±29	47±59
Mrk 124	1	1.20	11±9	x	62±11	3±3	x	6±4	x	18±11
			-	x	29±11	1±2	x	3±4	x	67±83
NGC 3227	1	0.50	40±6	x	1±3	3±4	x	45±5	x	11±8
			-	x	1±4	2±4	x	35±7	x	63±85
Mrk 291	1	0.23	23±4	x	4±4	6±7	x	30±4	x	37±4
			-	x	1±9	1±11	x	10±9	x	88±70
NGC 4051	1	0.50	27±8	x	17±9	6±7	x	47±5	x	3±3
			-	x	18±21	5±12	x	53±12	x	25±55
Arp 102 B	1	0.50	8±5	x	61±7	2±2	x	28±2	x	1±2
			-	x	61±27	1±5	x	30±8	x	8±60
Mrk 896	1	0.60	53±6	x	2±2	5±5	x	15±12	x	25±10
			-	x	1±2	2±4	x	7±13	x	90±81
NGC 7469	1	0.60	51±7	x	8±7	7±7	x	31±5	x	3±4
			-	x	12±14	7±10	x	47±11	x	34±64

‡ Idades em G anos.

buições de apenas 1% (Mrk 334 e NGC 3227) até contribuições de ~60% (Mrk 124 e Arp 102 B).

As populações estelares de idade intermediária, de 500 M_{anos} , 700 M_{anos} e 1 G_{anos} , contribuem significativamente nas duas galáxias Sy 1 de nossa amostra com evidência clara da banda do CN, ou seja, Mrk 334 e NGC 1097. Em outras fontes, como MCG 5-13-17, NGC 3227, Mrk 291, NGC 4051, Arp 102 B e NGC 7469 também há uma contribuição notável destas populações estelares. Entretanto, não se observa a banda em absorção de 1.1 μm do CN. Sugerimos que a ausência da banda do CN nestas galáxias deve-se ao fato do CN estar afetado pelas componentes largas das linhas de He I 1.083 μm e Pa γ e pelas linhas de Fe II 1.112 μm , O I 1.128 μm e [P II] 1.146 μm . O fato destas galáxias possuírem intensas bandas de absorção do CO em 2.2 μm , como pode ser observado nas Figs. 3.1 e 3.2, reforça esta hipótese.

A contribuição da lei de potência, para as galáxias Sy 1 é notável, sendo $\geq 7\%$ para todas as fontes, resultado este, que é esperado, segundo o paradigma do modelo unificado (veja Sec. 6.2). Observe que para a maioria das fontes a contribuição é

maior que $\sim 10\%$. Podendo ser responsável por até 53% do fluxo observado em $1.2230\mu\text{m}$. Contribuição esta necessária para observar componentes largas, em luz polarizada, no caso das Sy 2 (Cid Fernandes & Terlevich, 1995, Cid Fernandes et al., 2004).

As populações dos núcleos Sy 1 são pouco estudadas na região ultravioleta e óptica do espectro eletromagnético, pois as linhas em absorção, que traçam a população estelar, estão fortemente diluídas pelo contínuo de origem não-estelar (lei de potência). Sendo as linhas do tripleto do Cálcio (CaT) indicadoras de diluição devido ao contínuo não-térmico nas galáxias Sy 1, o que não é observado nas Sy 2 (e.g. Terlevich et al., 1990, Garcia-Rissmann et al., 2005).

NGC 1097 é a única galáxia Sy 1 que tem resultados de síntese de população estelar, na região óptica, disponível na literatura⁵. A população estelar de NGC 1097 foi estudada por Cid Fernandes et al. (2004). Nossos resultados concordam com os encontrados por estes autores. Contudo, encontramos uma contribuição maior para a população velha, e um valor menor para a componente PL. Para a população jovem encontramos uma contribuição significativamente menor, na região do infravermelho-próximo, do que a encontrada por Cid Fernandes et al. (2004) na região óptica.

Nossos resultados de síntese concordam razoavelmente com os determinados por Davies et al. (2007) para NGC 3227 e NGC 7469. Os mesmos utilizaram a largura equivalente da linha Br_γ . Davies et al. (2007) determinaram que a idade da população estelar de NGC 3227 é de $40 M_{\text{anos}}$ e a de NGC 7469 é de $110\text{-}190 M_{\text{anos}}$.

6.4 Discussão dos resultados

Com o objetivo de sintetizar os nossos resultados construímos histogramas com as contribuições de cada uma das populações estelares para cada uma das galáxias. Nestes histogramas (veja Figs. 6.12 à 6.16) representamos as contribuições em massa (linha cheia, vermelha) e em fluxo (linha pontilhada, azul) em $1.2230\mu\text{m}$. Agrupamos as galáxias Seyfert de acordo com seu histórico de formação estelar⁶, em 3 grupos distintos. São eles:

1. Com população estelar dominante jovem à intermediária, com idades $\leq 1 G_{\text{anos}}$. Neste grupo encontram-se 11 galáxias, são elas: Mrk 993, Mrk 573, Mrk 1210, NGC 5929, NGC 1144, NGC 5728, MCG 5-13-17, Mrk 124, NGC 4051, Arp 102 B e NGC 7469.

⁵Dos objetos de nossa amostra

⁶Estes grupos foram feitos com base nas contribuições em fluxo.

2. Com população estelar dominante velha, com idades $\geq 5 G_{\text{anos}}$. Este grupo é constituído por 6 fontes, são elas: NGC 7674, ESO 428-G014, NGC 5953, NGC 7682, Mrk 291 e Mrk 896.
3. Com formação estelar contínua, ou seja, vários episódios de formação estelar ocorrem ao longo de todos os intervalos de idade. Oito objetos fazem parte deste grupo. São eles: NGC 262, NGC 591, Mrk 1066, NGC 1275, NGC 2110, Mrk 334, NGC 1097 e NGC 3227.

Não há preferência clara por nenhum dos grupos o que indica que possivelmente os eventos de formação estelar não estão associados ao AGN. De fato resultados similares são obtidos na região óptica do espectro (e.g. Schmitt et al., 1999, Cid Fernandes et al., 2004).

Podemos observar também nas Figs. 6.12 - 6.16, que para todas as galáxias Sy 1 há uma contribuição significativa da componente não térmica. Em algumas das galáxias Sy 2 esta componente também está presente, contudo, com contribuições menores que as das Sy 1.

Os resultados descritos acima nos mostram que o NIR abre uma nova janela para o estudo das populações estelares, especialmente nas galáxias Sy 1, uma vez que é possível a detecção de linhas em absorção, de origem estelar, que permitem a datação da população estelar desta classe de objetos. Para algumas das galáxias há um excesso na região azul do espectro ($\lambda \lesssim 9500\text{\AA}$), contudo, este excesso pode ser explicado em termos da baixa razão sinal/ruído no extremo azul do espectro, no grande número de linhas de emissão (especialmente nas galáxias Sy 1) e no fato desta região do espectro ser mais sensível ao avermelhamento que as regiões com valores de λ maiores. No entanto, o excesso observado na banda K para estas galáxias não pode ser explicado com estes argumentos. O excesso observado na banda K será discutido no Cap. 7.

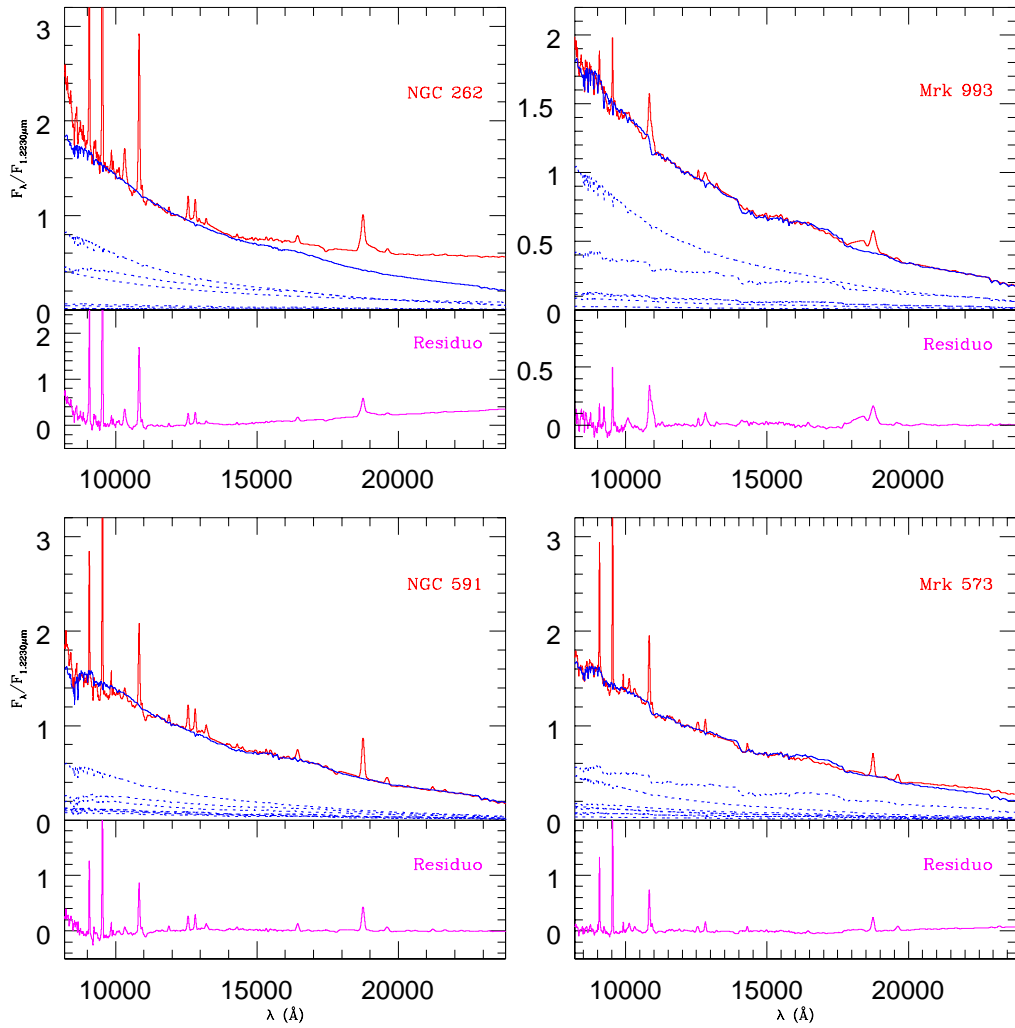


Figura 6.4: Resultados da síntese de população estelar para as galáxias Sy2, em termos da contribuição de fluxo em $1.2230\mu\text{m}$. As galáxias estão identificadas. *Topo*: linhas preenchidas representam o espectro observado. A linha pontilhada representa a soma das diferentes contribuições de cada população, de acordo com a Tab. 6.3. *Base*: Espectro da galáxia menos o *template* sintético.

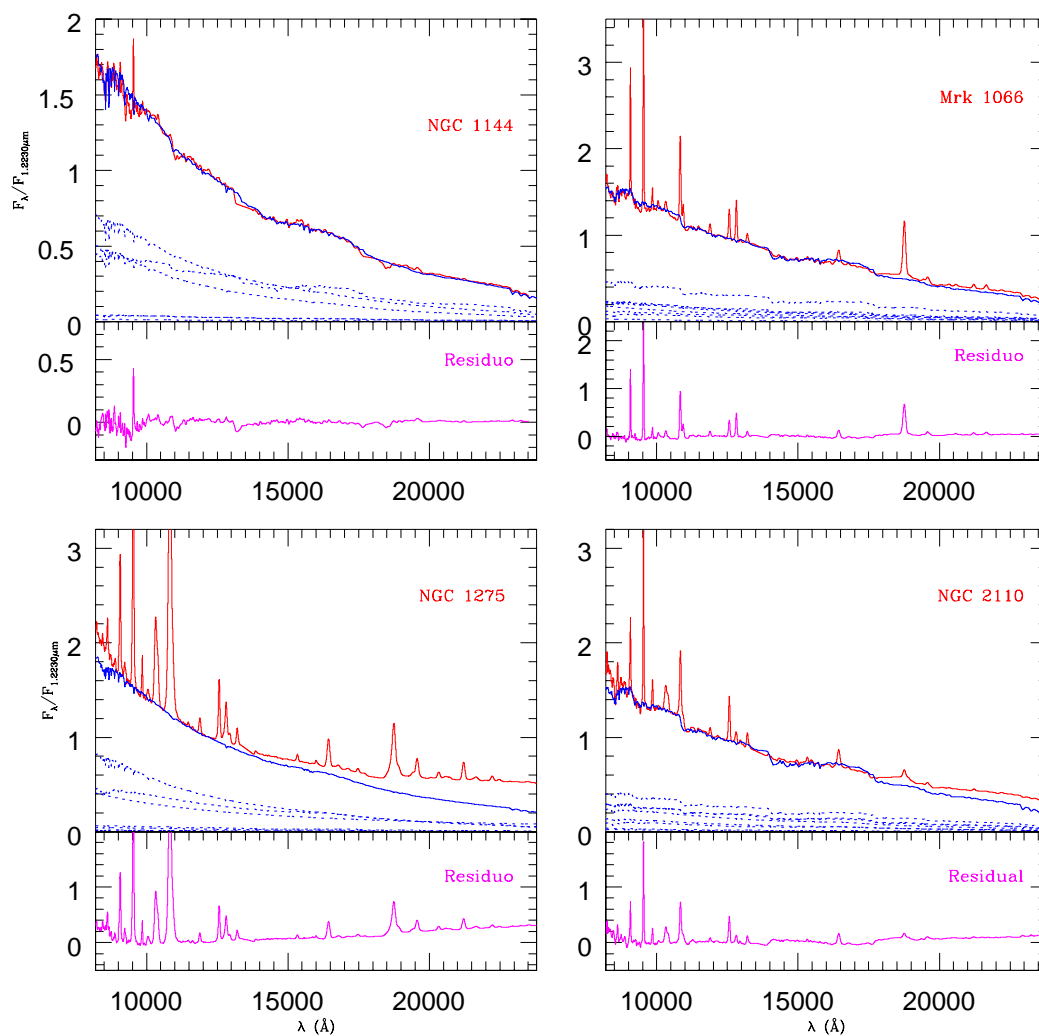


Figura 6.5: Ídem à Fig 6.4

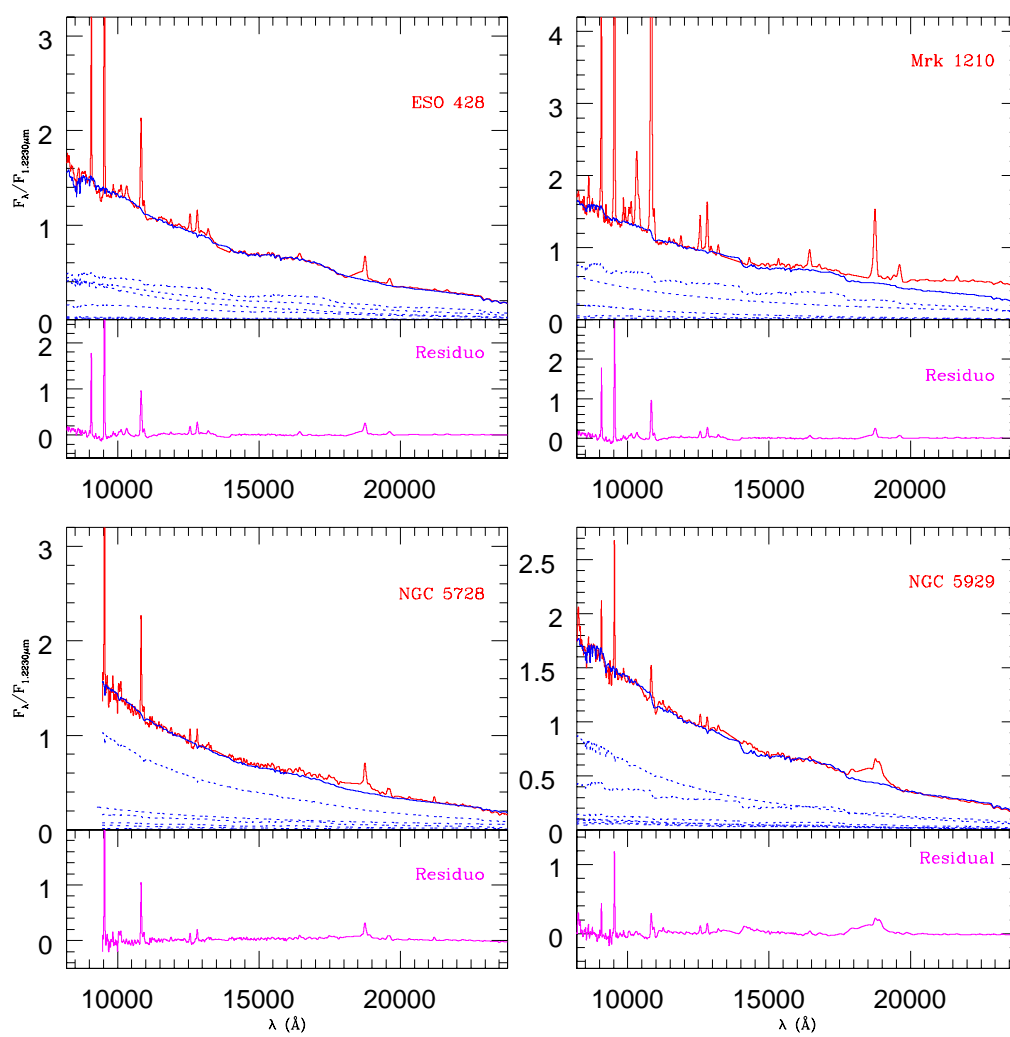


Figura 6.6: Ídem à Fig 6.4

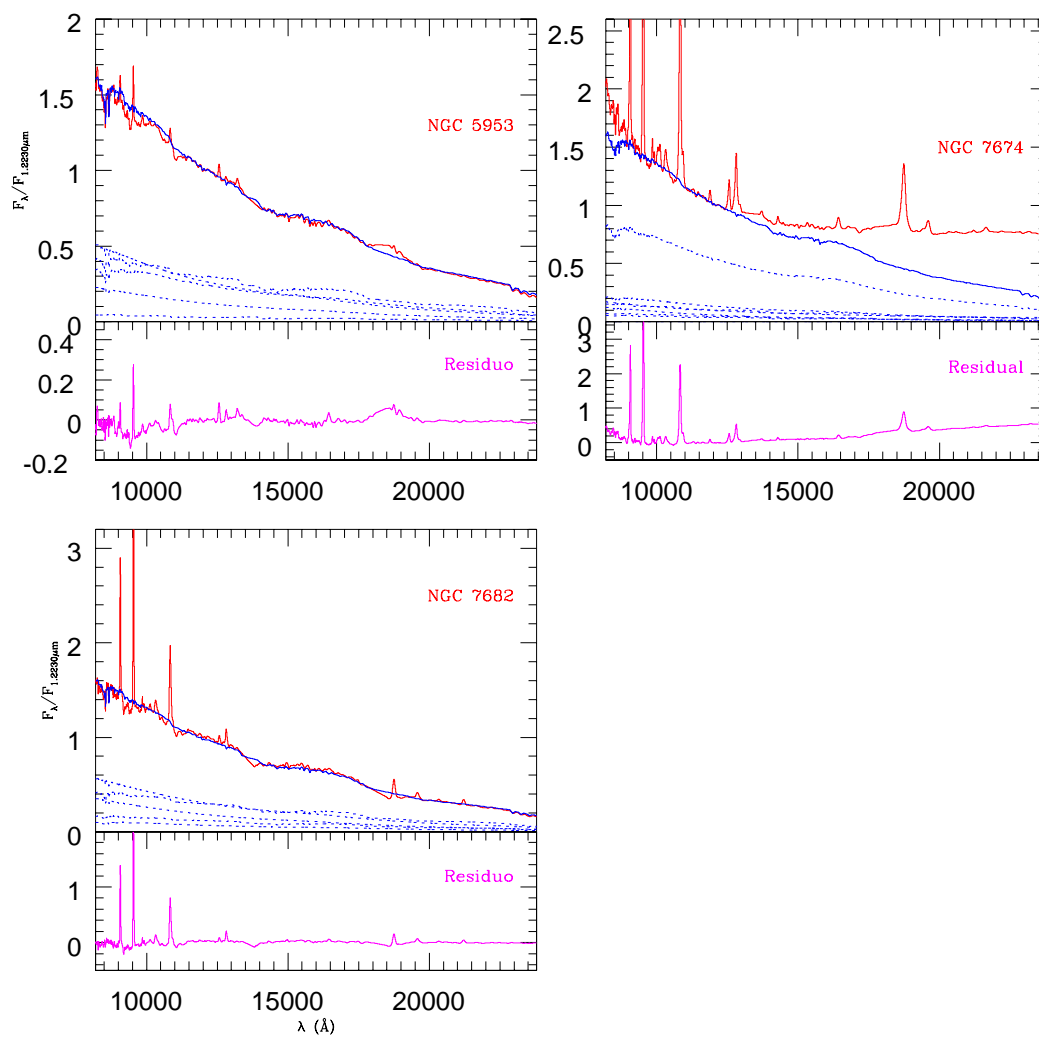


Figura 6.7: Ídem à Fig 6.4

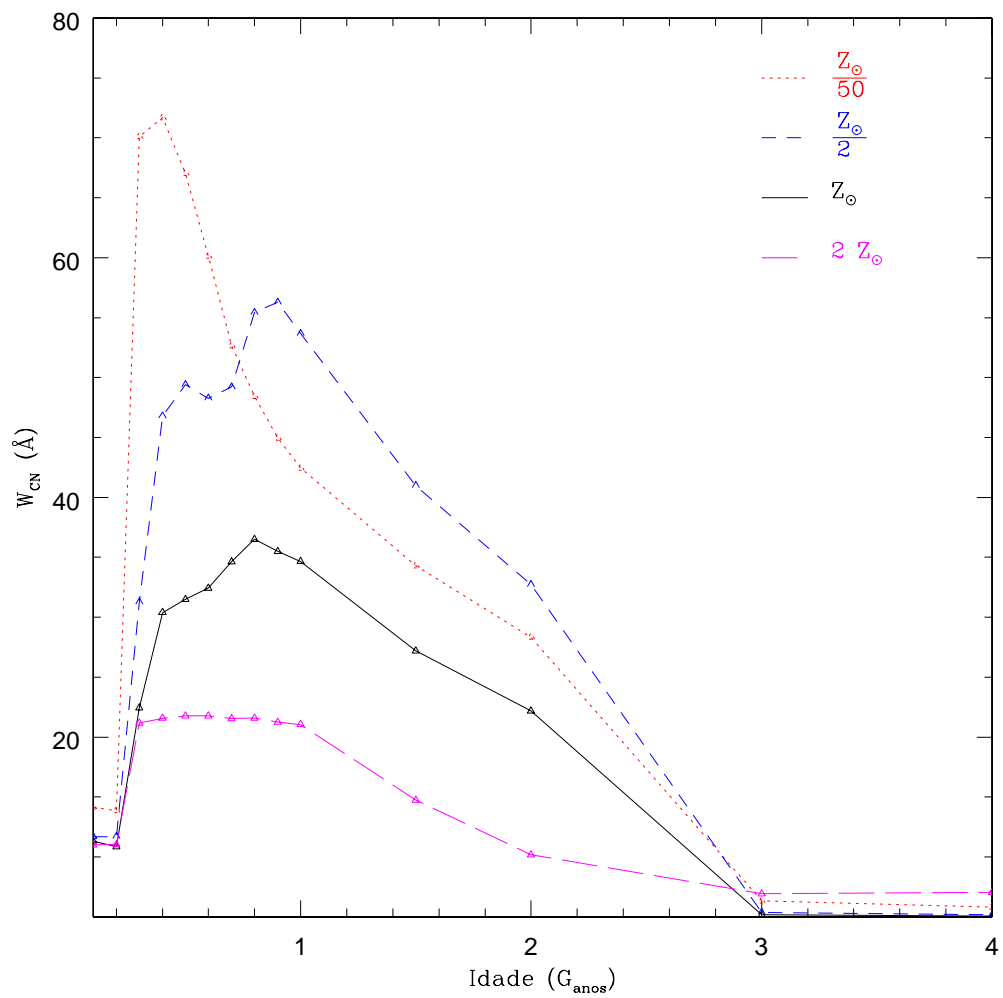


Figura 6.8: Variação da W_{λ} do CN com a idade e metalicidade. As metalicidades estão indicadas nas figuras. Os triângulos indicam a idade da SSP onde a medida foi feita.

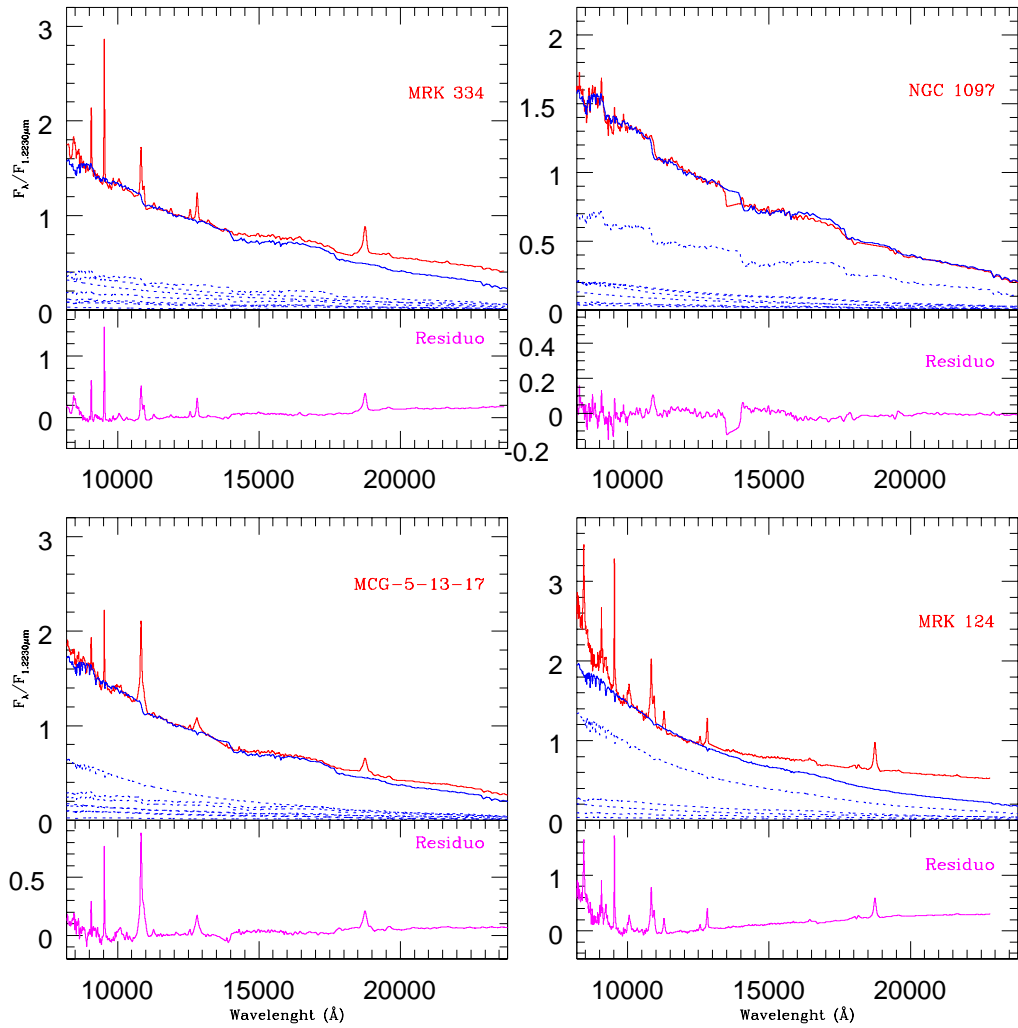


Figura 6.9: Resultados da síntese de populações estelares para as galáxias Sy 1, em termos da contribuição de fluxo em $1.2230\mu\text{m}$. As galáxias estão identificadas. *Topo*: linhas preenchidas representam o espectro observado. A linha pontilhada representa a soma das diferentes contribuições de cada população, de acordo com a Tab. 6.4. *Base*: Espectro da galáxia menos o *template* sintético.

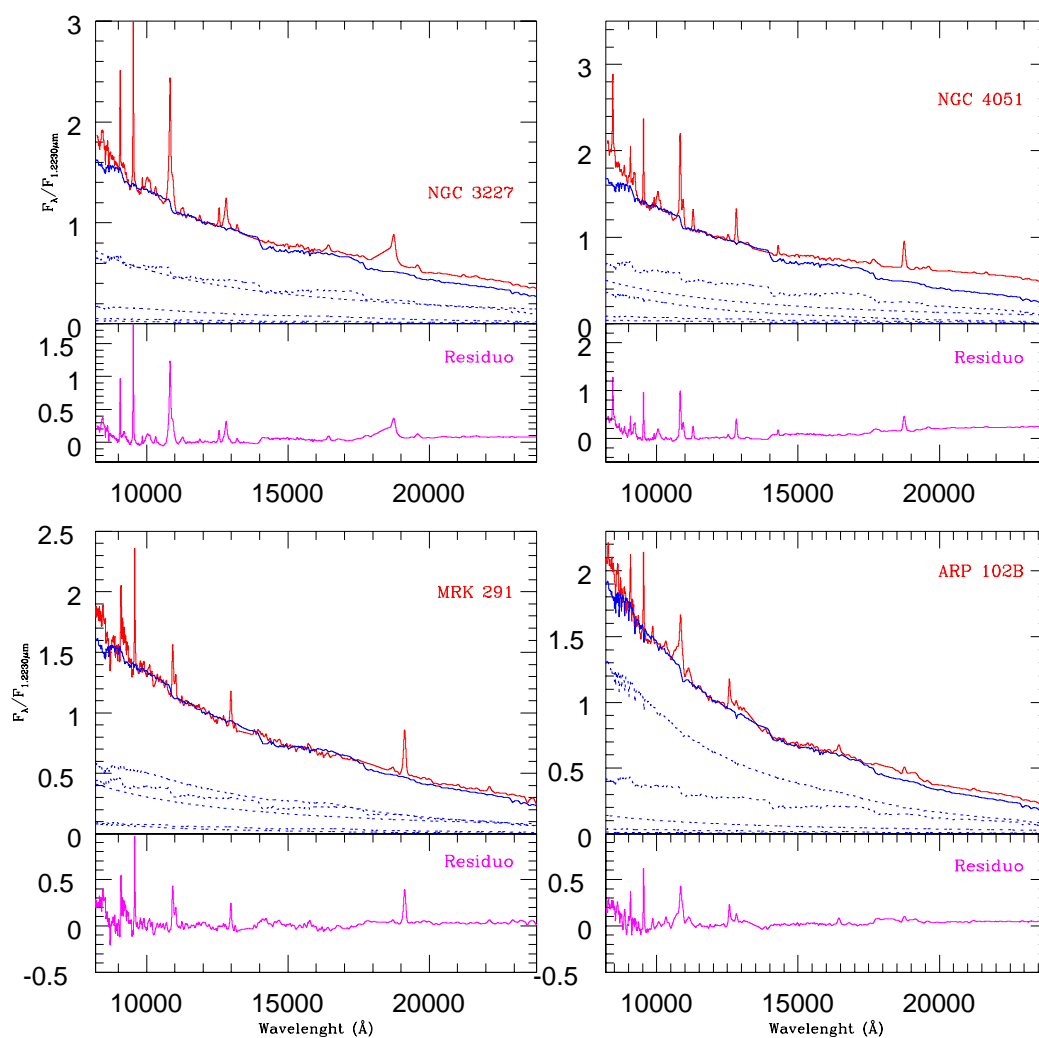


Figura 6.10: Ídem à Fig 6.9

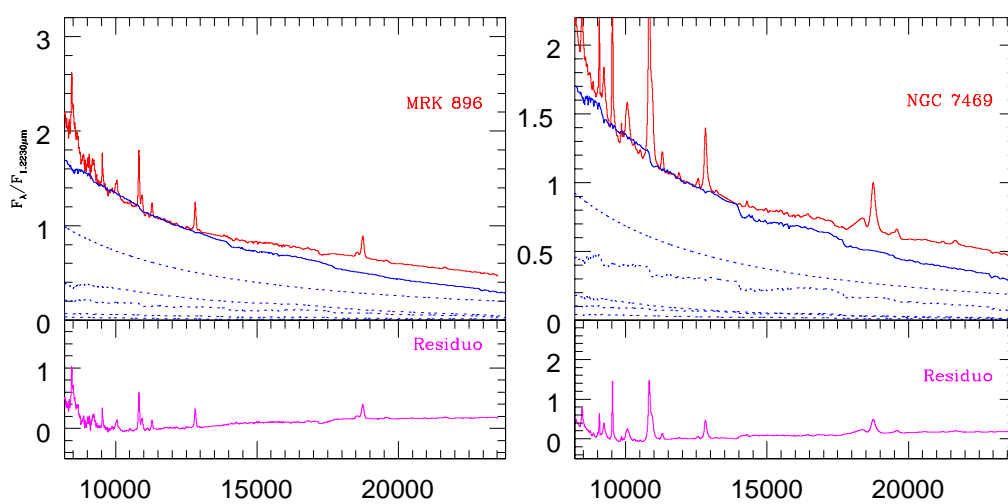


Figura 6.11: Ídem à Fig 6.9

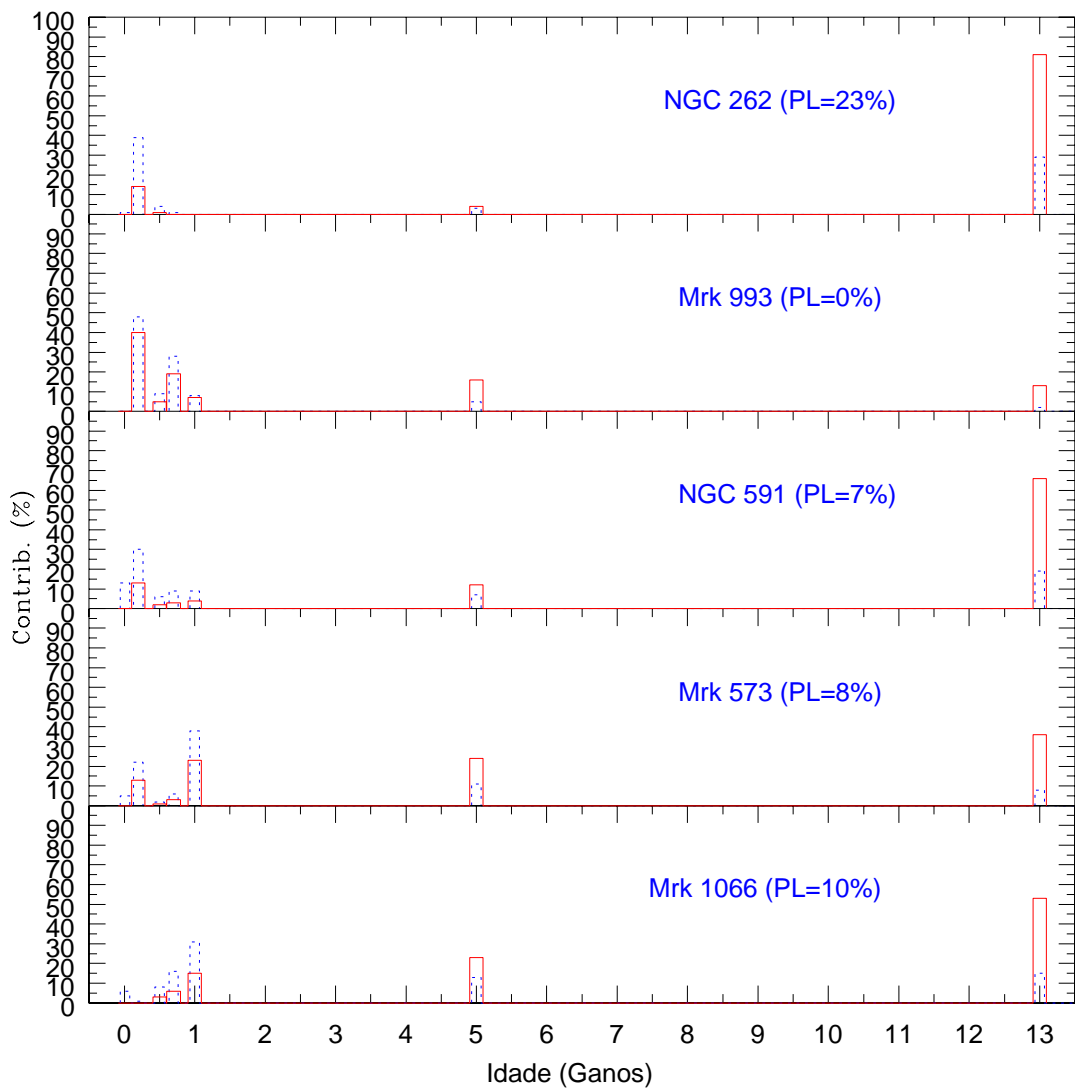


Figura 6.12: Contribuições percentuais de cada SSP para a população estelar de cada galáxia Sy 2. A linha preenchida representa a contribuição em massa e a linha pontilhada em termos da fração de fluxo.

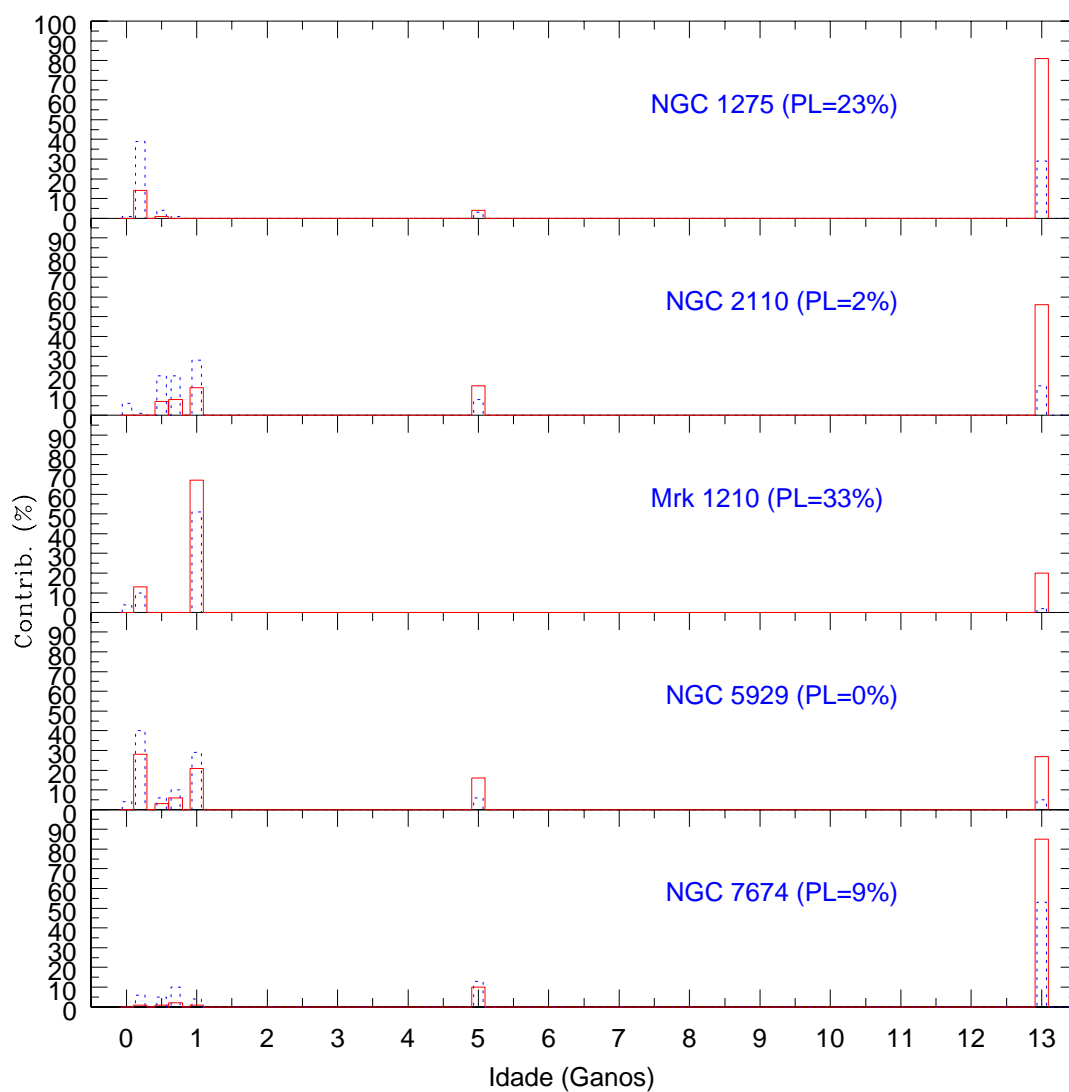


Figura 6.13: Ídem à Fig 6.12

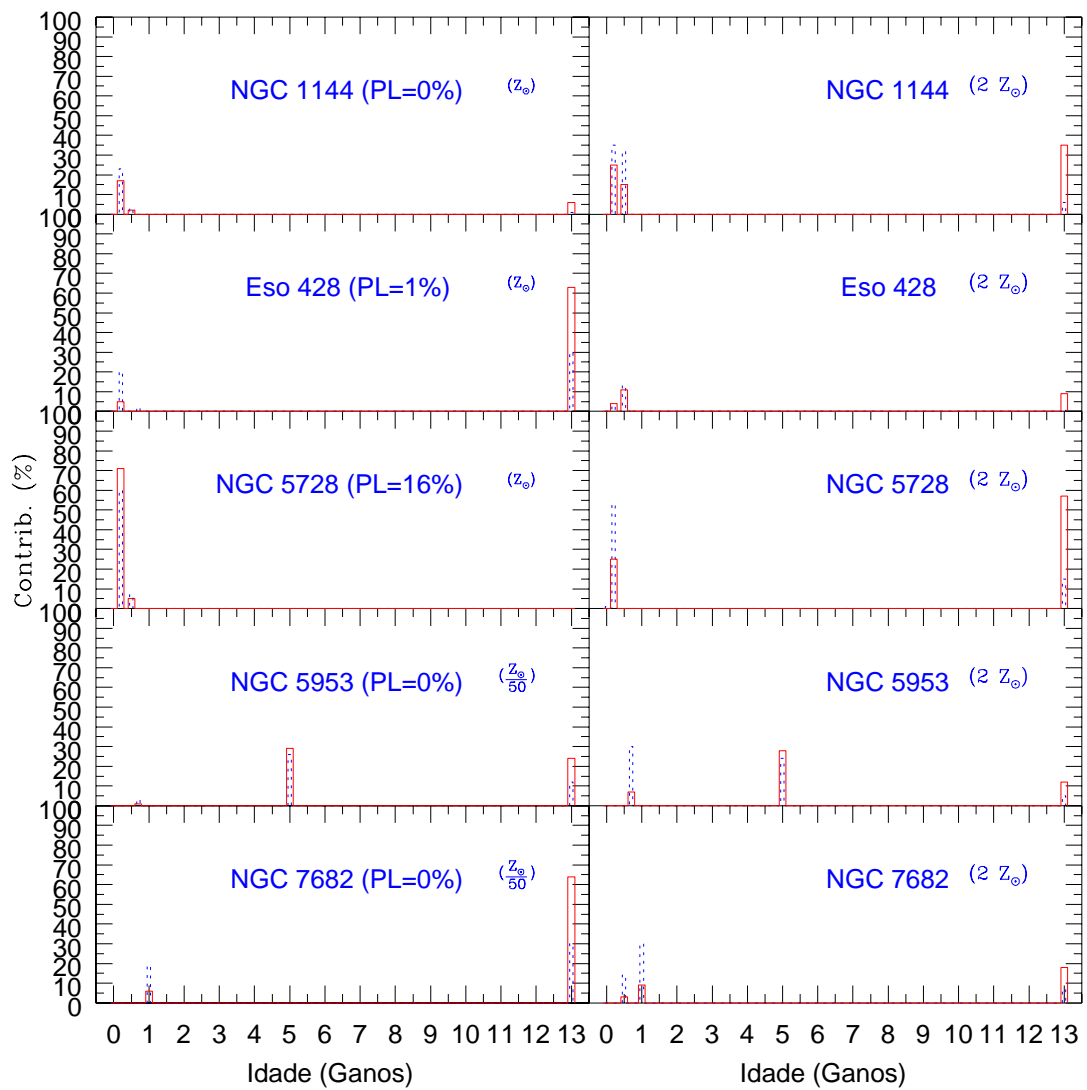


Figura 6.14: Ídem à Fig 6.12

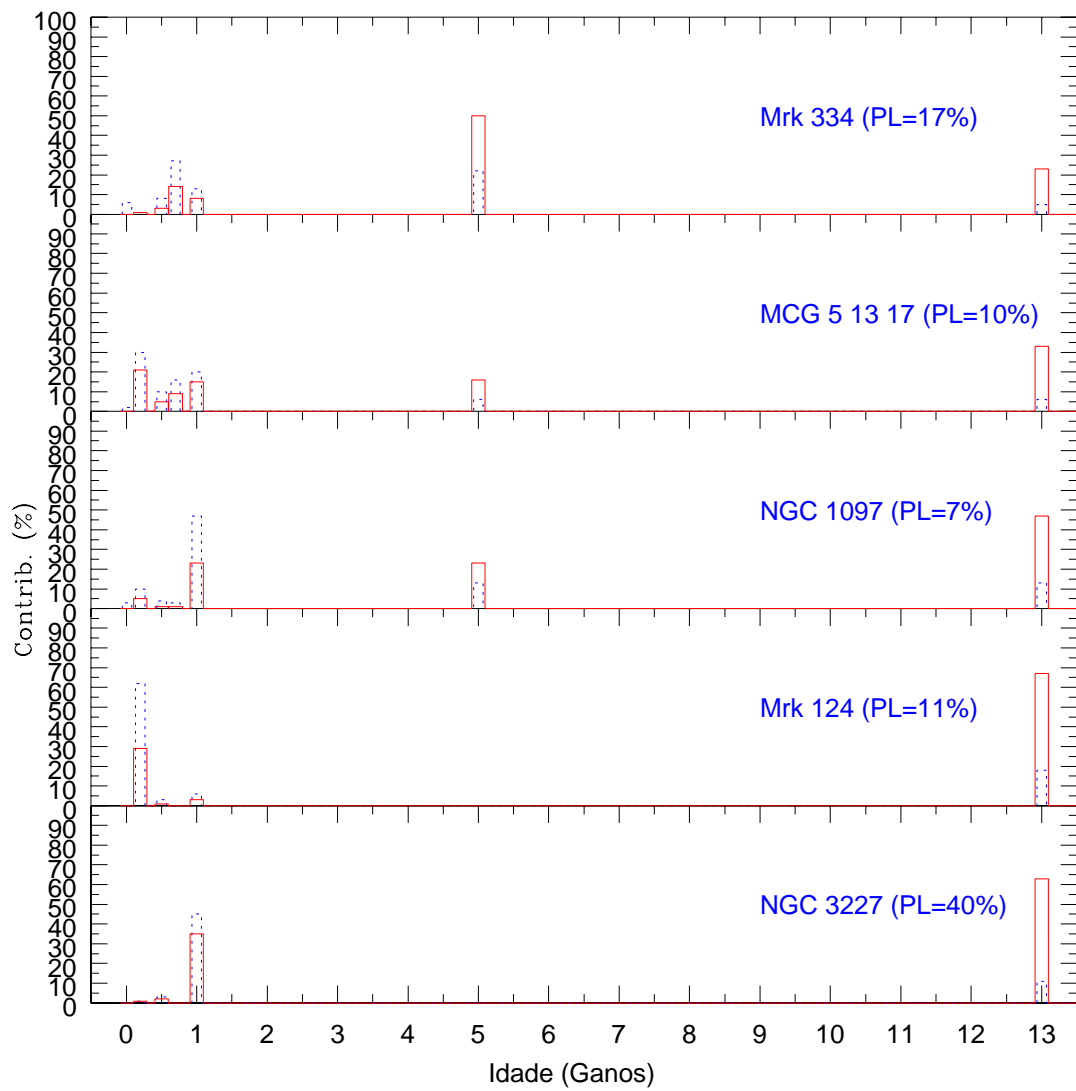


Figura 6.15: Contribuições percentuais de cada SSP para a população estelar de cada galáxia Sy 1. A linha preenchida representa a contribuição em massa e a linha pontilhada em termos da fração de fluxo.

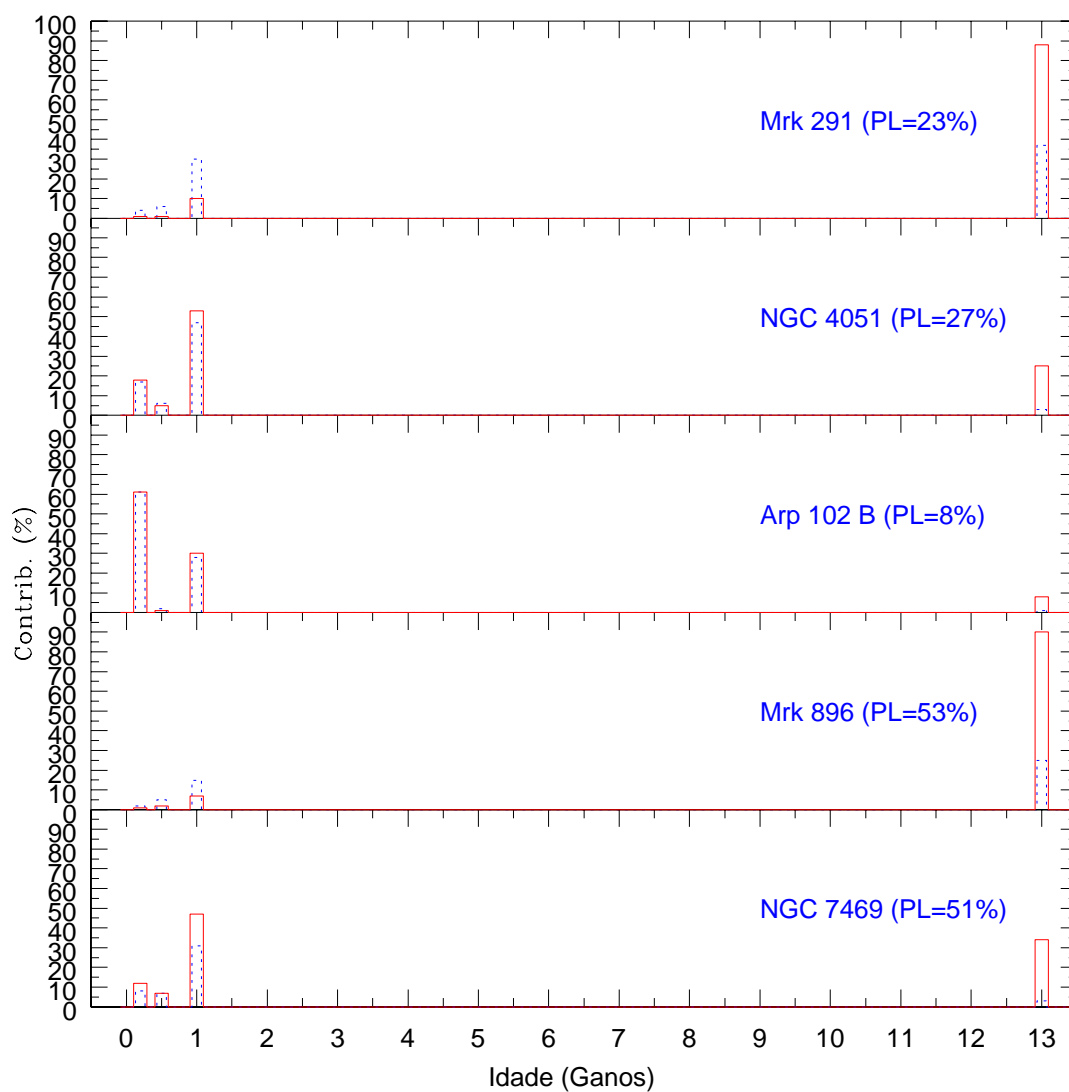


Figura 6.16: Ídem à Fig 6.15

Capítulo 7

Excesso K do contínuo

Neste capítulo discutiremos os casos das galáxias de nossa amostra onde a síntese de população estelar não foi capaz de descrever a emissão do contínuo na banda K . Como podemos ver nas Fig. 6.4-6.11, a soma das componentes estelar e não térmica não é suficiente para descrever o contínuo observado na banda K das seguintes galáxias: NGC 262, Mrk1066, Mrk 573, NGC 1275, NGC 2110, NGC 7674, Mrk 1210, Mrk 334, MCG 5-13-17, NGC 3227, Mrk 124, NGC 4051, Mrk 291, Mrk 896, Arp 102 B e NGC 7469. Observa-se claramente um excesso na banda K .

7.1 A hipótese da poeira quente

Desde o trabalho de Barvainis (1987), o excesso observado no contínuo de galáxias na banda K é atribuído à poeira quente. De fato, poeira próxima à temperatura de sublimação é encontrada na região central de galáxias ativas (e.g. Marco & Alloin, 1998, 2000, Rodríguez-Ardila et al., 2005a, Rodríguez-Ardila & Mazzalay, 2006). Nesta seção discutiremos a presença de poeira quente nas galáxias de nossa amostra.

7.1.1 Quantificação do excesso observado na banda K

Supondo que o excesso observado na banda K deve-se à poeira quente presente na região nuclear dos AGNs, e que a mesma é responsável pela diluição das linhas em absorção observadas na banda K nos espectros de AGNs (veja Cap 6), simulamos a variação da largura equivalente das bandas do CO em $2.2\mu\text{m}$ e da razão de fluxos $F_{2.19}/F_{1.23}$. Utilizamos quatro valores de temperatura para a poeira, representada por uma distribuição de corpo negro. Combinamos o *template*, livre de extinção,

sintetizado para a galáxia SB NGC 7714 com uma distribuição de corpo negro, em proporções que variam 1% a cada passo. Mostramos o resultado na Fig. 7.1. Como podemos ver, tanto as W_λ das linhas como os fluxos do contínuo nesta banda são intensamente afetadas caso haja uma componente do contínuo devido à poeira quente. Como podemos ver na Fig. 7.1, a presença de uma componente de poeira quente é capaz de explicar por que as bandas do CO em $2.2\mu\text{m}$ são fracas ou estão ausentes do espectro das galáxias ativas (veja Fig 3.1 e 3.2 e Tab. 5.4).

Como o objetivo de verificar se esta hipótese é plausível ajustamos ao resíduo do contínuo das galáxias com excesso na banda K uma distribuição de corpo negro (função de Plank). Para tal utilizamos a tarefa *nfit1d* do pacote *stdas* do software IRAF. Tomamos cuidado especial para não incluir linhas de emissão no ajuste. Como podemos ver nas Figs. 7.2 à 7.5, o excesso observado na banda K é bem descrito por uma distribuição de corpo negro. Ou seja, o excesso na banda K pode ser atribuído à emissão de grãos de poeira quente¹. O valor determinado para a temperatura da poeira, T_{HD} , para cada galáxia é listado na Tab. 7.1.

Podemos estimar qual a contribuição da poeira quente para o contínuo dos AGNs de nossa amostra utilizando a Fig. 7.1, o valor de W_λ medido para a banda do CO $2.2980\mu\text{m}$ (Tab. 5.4), a T_{HD} da Tab. 7.1 e assumindo que a população estelar típica de uma galáxia Seyfert pode ser representada pela população de NGC 7714. Vamos supor, por exemplo, o caso de NGC 262, para a qual $W_{CO}=2.75\text{\AA}$ e $T_{HD}=877\text{ K}$, seguindo uma linha horizontal na Fig. 7.1, vemos que este valor intercepta as quatro curvas. Utilizando a curva de 900 K (próxima à $T_{HD}=877\text{ K}$) podemos concluir que W_{CO} está diluída por uma contribuição de $\sim 9\%$, por uma componente devido à radiação de corpo negro, com temperatura de 900 K. Listamos na coluna *Cont.* da Tab. 7.1 a contribuição que estimamos para as outras galáxias.

7.1.2 A massa da poeira quente

Os dois maiores constituintes da poeira interestelar são os grãos de carbono (grafite) e os silicatos (veja por ex. Kruegel, 2003). A temperatura de evaporação dos grãos de grafite é de aproximadamente 1500 K, e a temperatura de sublimação dos grãos de silicatos é de $\sim 1000\text{ K}$ (Granato & Danese, 1994). Considerando que para a maioria das galáxias a região observada é de $\lesssim 350\text{ pc}^2$ e que a temperatura

¹De fato esta hipótese já foi assumida para descrever o contínuo na banda K de Mrk 1239 (Rodríguez-Ardila & Mazzalay, 2006) e Mrk 766 (Rodríguez-Ardila et al., 2005a), contudo, sem descontar a contribuição da população estelar.

²exceto: Mrk 124, Mrk 291, Arp 102 B, Mrk 896 e NGC 7674. Porém a temperatura da poeira quente para estas fontes é $\sim 1000\text{ K}$, ou seja a temperatura de sublimação de grãos de silicatos.

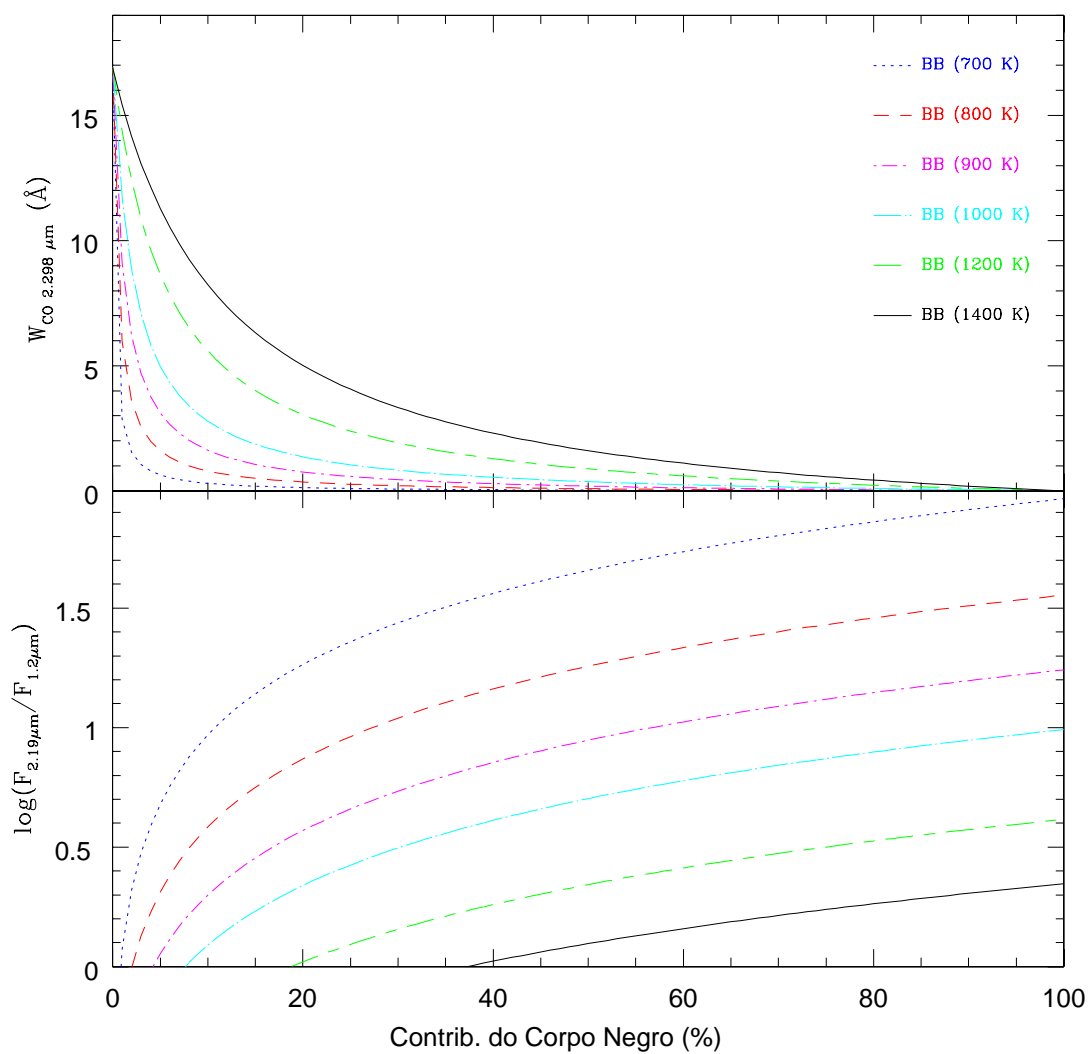


Figura 7.1: Variação da W_λ e F_λ com aumento da contribuição do Corpo Negro. As diferentes temperaturas do Corpo Negro são indicadas na figura.

Tabela 7.1: Caracterização da poeira quente. Listamos na tabela: a temperatura da poeira, T_{HD} ; máximo da emissão, λ_{max} ; contribuição para o contínuo, $Cont$; fração do fluxo e luminosidade devido a poeira quente, F_{HD} e $L_{\nu,ir,HD}$; luminosidade de um grão individual, $L_{\nu,ir}^{gr}$; número de grãos de poeira, N_{gr} ; massa estimada para a poeira quente, M_{HD} ; Luminosidade no óptico e ultravioleta, L_V e L_{uv} ; raio de sublimação, R_{sub} e limite de localização da poeira quente, R_2 .

Galáxia	T_{HD}	λ_{max}	$Cont.$	F_{HD}	$L_{\nu,ir,HD}$	$L_{\nu,ir}^{gr}$	N_{gr}	M_{HD}	L_V	L_{uv}	R_{sub}	R_2
	K	μm	%	$\times 10^{-25}$ (a)	$\times 10^{29}$ (b)	$\times 10^{-18}$ (b)	$\times 10^{47}$	$\times 10^{-1}$ M_{\odot}	$\times 10^{28}$ (b;c)	$\times 10^{44}$ (b)	(pc)	($\times 10^4 pc$)
NGC 262	877	3.3	9	1.97	0.85	2.30	0.37	0.22	9.38	3.05	1.02	1.02
Mrk 573	588	4.9	3	11.25	6.35	0.37	17.34	10.31	-	-	-	-
Mrk 1066	667	4.3	4	16.81	4.65	0.65	7.12	4.23	2.62	0.85	1.16	1.16
NGC 1275	906	3.2	20	12.59	7.42	2.68	2.77	1.65	20.10	6.54	1.36	1.36
NGC 2110	667	4.3	5	41.07	4.76	0.65	7.31	4.34	2.13	0.69	1.05	1.05
Mrk 1210	781	3.7	4	9.81	3.42	1.35	2.53	1.51	-	-	-	-
NGC 7674	895	3.2	20	12.67	20.26	2.53	8.00	4.76	29.75	9.67	1.71	1.71
Mrk 334	971	3.0	7	24.35	22.42	3.68	6.09	3.62	5.72	1.86	0.60	0.60
MCG 5-13-17	1060	2.7	15	34.22	10.13	5.51	1.84	1.09	-	-	-	-
Mrk 124	1037	2.8	20	11.57	70.09	4.98	14.07	8.36	-	-	-	-
NGC 3227	1200	2.4	15	72.67	2.07	9.73	0.21	0.13	0.42	0.14	0.09	0.09
NGC 4051	1042	2.8	10	61.63	0.64	5.10	0.13	0.07	0.32	0.10	0.12	0.12
Mrk 291	1393	2.1	10	3.97	9.41	19.37	0.49	0.29	7.58	2.46	0.25	0.25
Arp 102 B	950	3.0	8	17.96	20.05	3.33	6.02	3.58	-	-	-	-
Mrk 896	1170	2.5	25	18.37	24.53	8.68	2.82	1.68	-	-	-	-
NGC 7469	1079	2.7	15	69.27	35.26	5.97	5.90	3.51	8.50	2.76	0.54	0.54

a) Em $\text{ergs cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$.

b) Em $\text{ergs s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$.

c) Do NED.

da poeira é uma função da distância à fonte central (Marco & Alloin, 1998), é muito provável que a poeira próxima ao centro da galáxia esteja a temperaturas mais altas que as determinadas na Tab. 7.1. Desta maneira, a poeira próxima à fonte central é composta principalmente por grãos de grafite e não por silicatos.

Usando a temperatura determinada para a distribuição de corpo negro como a temperatura média dos grãos de grafite, podemos estimar a massa da poeira quente responsável pelo excesso observado na banda K .

A luminosidade espectral de um grão de poeira no infravermelho pode ser calculada com a equação (Barvainis, 1987):

$$L_{\nu,ir}^{gr} = 4\pi^2 a^2 Q_{\nu} B_{\nu}(T_{gr}) \text{ ergs s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}, \quad (7.1)$$

onde, a é o raio de um grão de poeira; $Q_{\nu} = q_{ir}\nu^{\gamma}$ é a eficiência de absorção de um grão de poeira e $B_{\nu}(T_{gr})$ é a função de Plank para um grão de poeira, ou seja:

$$B_{\nu}(T_{gr}) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT_{gr}} - 1}. \quad (7.2)$$

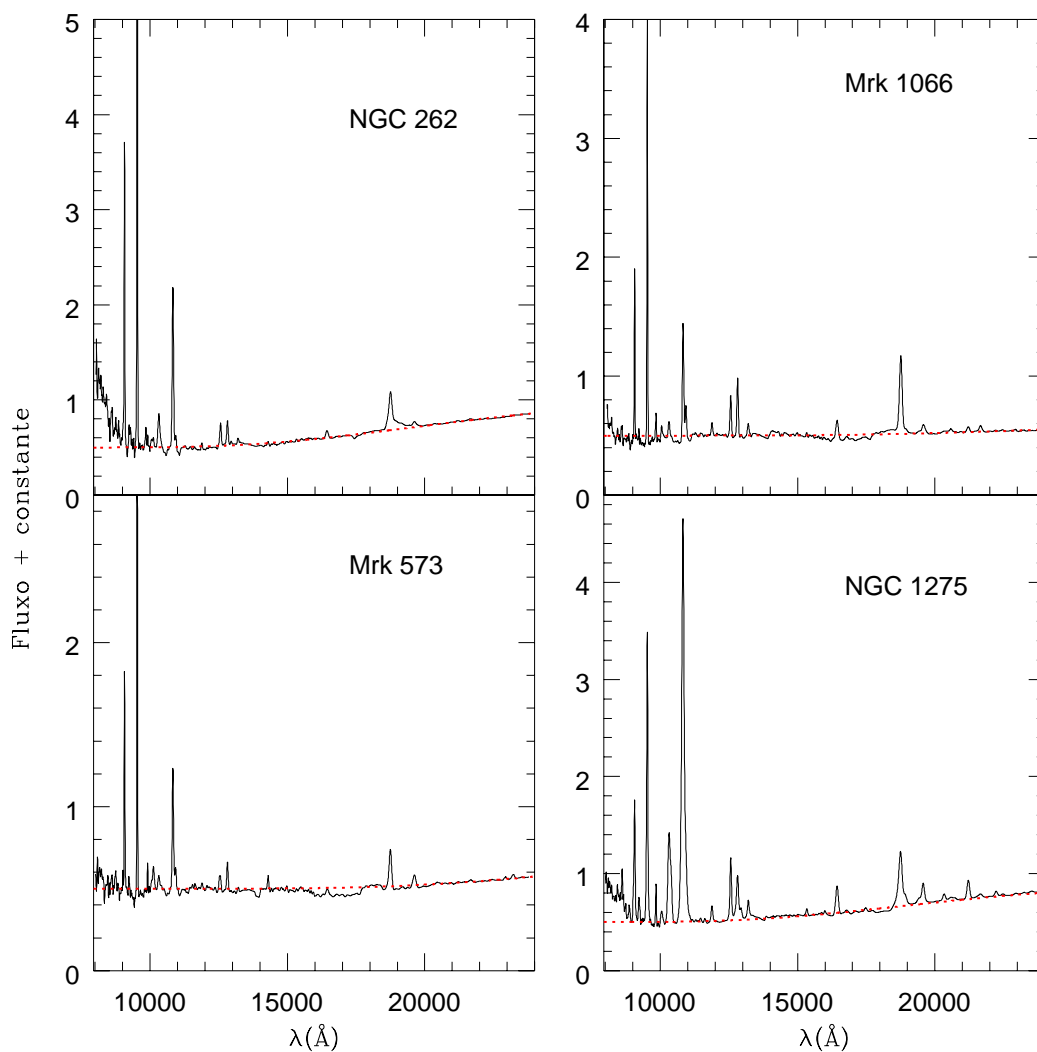


Figura 7.2: Ajuste do contínuo livre da população estelar (linha pontilhada).

O máximo da distribuição é dado pela lei de Wien³, $\lambda_{max} = \frac{2.898 \times 10^3}{T_{HD}}$. O valor calculado para λ_{max} para cada galáxia é listado na Tab. 7.1. Assumindo que o raio do grão é $a = 0.05 \mu\text{m}$ (Barvainis, 1987, Kishimoto et al., 2007), $q_{ir} = 1.4 \times 10^{-24}$ e $\gamma = 1.6$ (Barvainis, 1987) e utilizando o valor de λ_{max} da Tab. 7.1 calculamos a luminosidade individual de cada grão de poeira, $L_{\nu,ir}^{gr}$, para as nossas fontes utilizando a equação 7.1. Os valores determinados para $L_{\nu,ir}^{gr}$ estão listados na Tab 7.1.

Podemos determinar a massa de poeira quente, M_{HD} , utilizando a equação

³ λ em μm e T em K

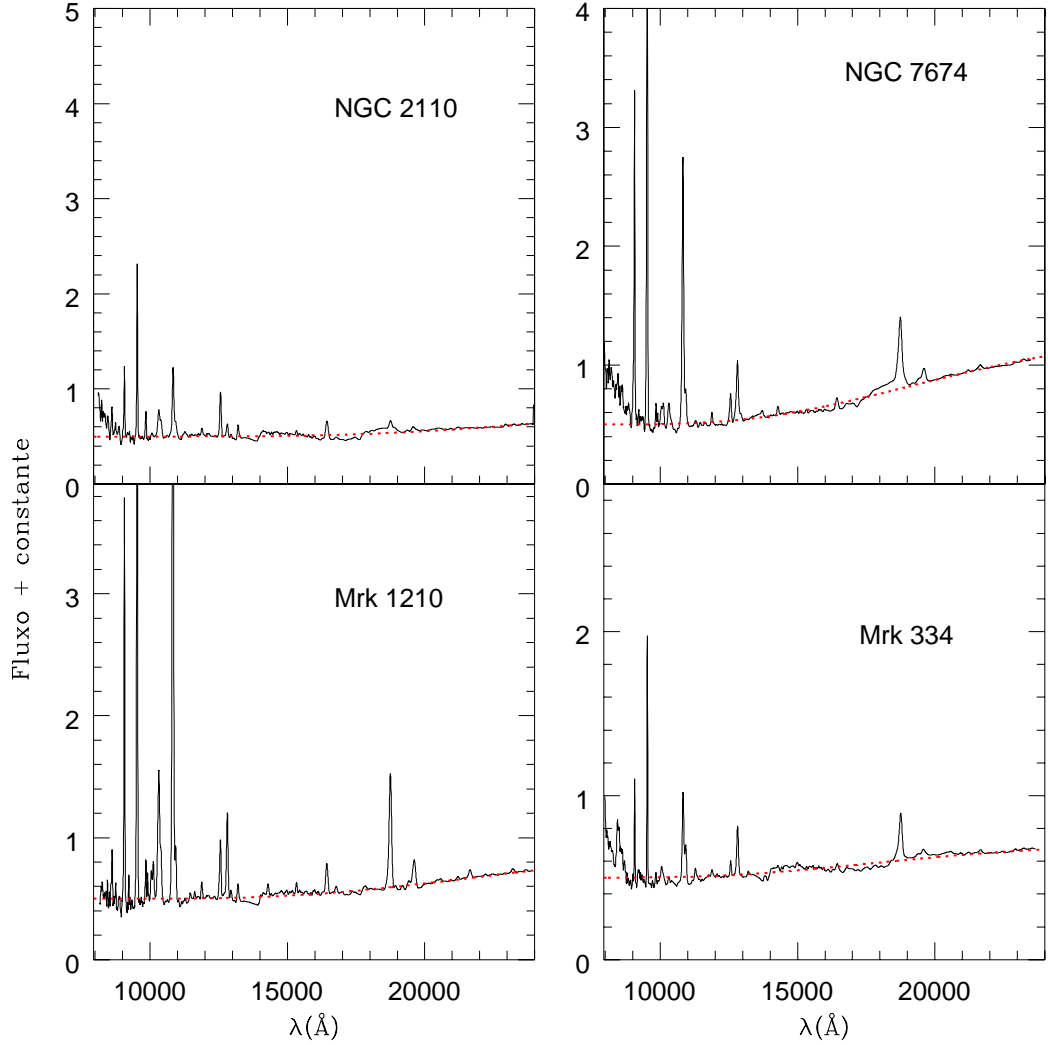


Figura 7.3: Ídem à Fig. 7.2.

(Rodríguez-Ardila et al., 2005a):

$$M_{HD} \cong \frac{4\pi}{3} a^3 N_{HD} \rho_{gr} (\text{kg}) \quad (7.3)$$

onde, $N_{HD} \cong \frac{L_{\nu, ir, HD}}{L_{\nu, ir}^{gr}}$ é o número de grãos de poeira quente e ρ_{gr} é a densidade dos grãos de grafite.

Integramos o fluxo devido à distribuição de corpo negro, (F_{HD}) entre 0.01 e $160\mu\text{m}$. Multiplicamos o valor determinado para F_{HD} pelo valor de normalização do espectro e convertemos o mesmo de $\text{ergs cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ para $\text{ergs cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$. Os valores de F_{HD} determinados para cada uma das galáxias estão listados na Tab. 7.1.

Para calcular os valores de $L_{\nu,ir,HD}$ de cada uma das fontes utilizamos os valores de z listados na Tab. 2.1 e $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. De posse deste valor e assumindo $\rho_{gr} = 2.26 \text{ g cm}^{-3}$ (Granato & Danese, 1994) calculamos a massa da poeira quente para as galáxias listadas na Tab 7.1. Podemos ver que a massa de poeira quente presente na região central dos AGNs de nossa amostra é pequena ($\bar{M}_{HD} \approx 0.3 M_{\odot}$), contudo, é capaz de contribuir significativamente para o contínuo observado no NIR.

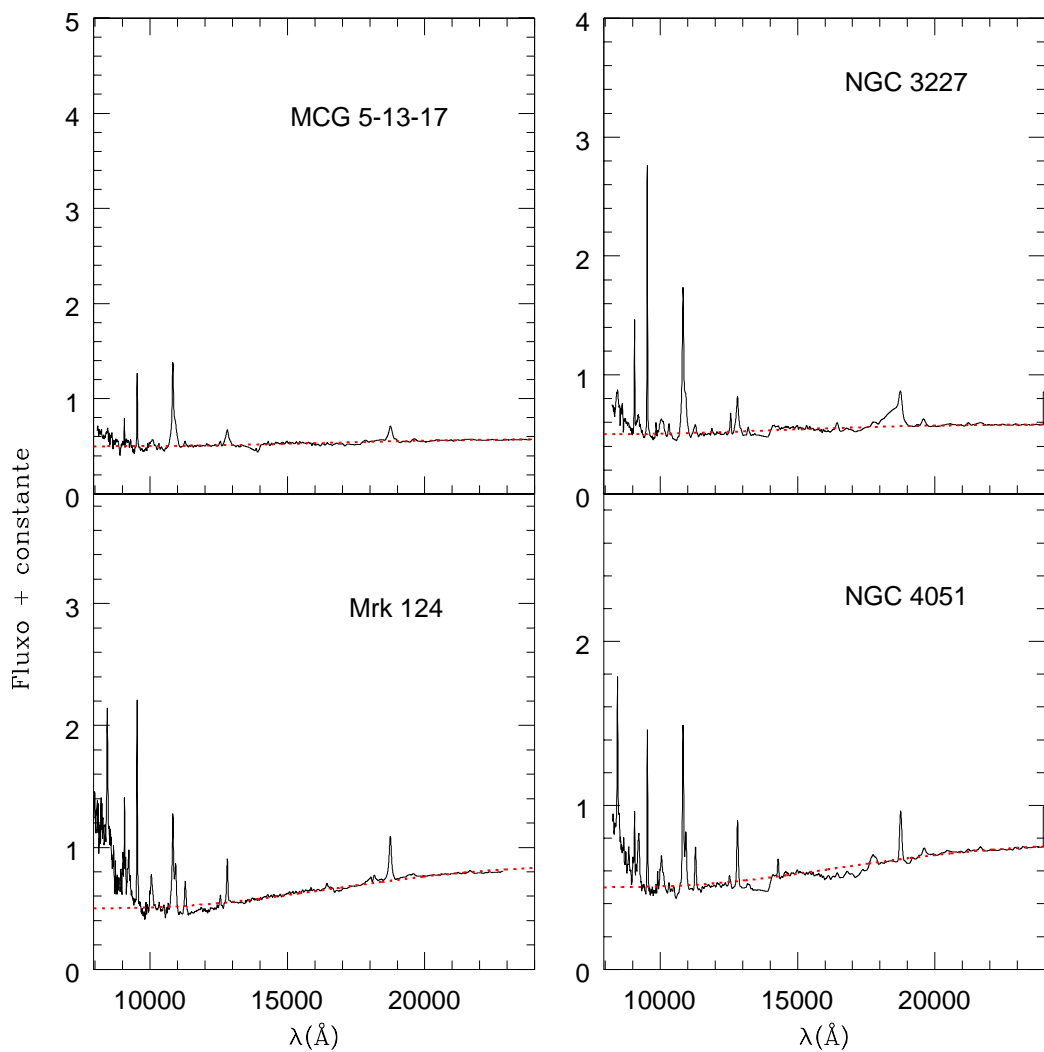


Figura 7.4: Ídem à Fig. 7.2.

A massa de poeira quente foi estimada apenas para algumas galáxias até o presente momento. Na Tab. 7.2 listamos as massas de poeira quente disponíveis na literatura. O único objeto que temos em comum é NGC 7469, estudado por Marco & Alloin (1998). Estes autores determinaram M_{HD} utilizando fotometria das ban-

Tabela 7.2: Massas de poeira quente disponíveis na literatura. Adaptado de Rodríguez-Ardila & Mazzalay (2006).

Galáxia	Massa ($0.1M_{\odot}$)	Referência
NGC 1068	5.0	Marco & Alloin (2000)
NGC 7469	0.52	Marco & Alloin (1998)
Mrk 1239	0.27	Rodríguez-Ardila & Mazzalay (2006)
Fairall 9	0.20	Clavel et al. (1989)
NGC 3783	0.025	Glass (1992)
Mrk 766	0.021	Rodríguez-Ardila et al. (2005a)
NGC 1566	0.007	Baribaud et al. (1992)

das L e L' . Uma vez que o valor de temperatura determinado por estes autores, $T_{HD}=900\pm 200$ K é consistente com o valor de T_{HD} que determinamos para esta galáxia. A diferença na massa de poeira quente obtida por eles e a nossa, provavelmente deve estar associada ao fato dos mesmos não terem descontado a contribuição da população estelar e do AGN (PL) e por que estes autores utilizaram as bandas L e L' ao invés de L e M . Apenas para dois destes objetos, Mrk 1239 e Mrk 766 a massa de poeira quente foi determinada espectroscopicamente. Como podemos ver, aumentamos significativamente o número de AGNs com massa de poeira quente estimada dentro de um raio de poucos pc da região central.

7.2 Origem e localização da poeira

A nossa resolução espacial (veja Tab. 2.1) implica que a poeira aquecida está localizada nos 300 pc centrais (9 das 16 fontes). Considerando que todas as galáxias tenham uma distribuição igual de poeira, podemos afirmar que a poeira aquecida localiza-se nos 37 pc centrais da galáxia. Conclusão esta tomada com base na resolução espacial de NGC 4051, a galáxia mais próxima de nossa amostra. De fato, a alta temperatura derivada para a poeira quente, com valor médio de ~ 950 K, implica que esta poeira localiza-se nos 100 pc centrais. Esta conclusão foi tomada com base na Fig 3 de Marco & Alloin (1998), onde os mesmos construíram uma figura indicando que a temperatura da poeira é uma função da distância ao centro da galáxia NGC 7469. Estes autores determinaram que a poeira quente encontrada na galáxia NGC 1068 está confinada nos 4 pc centrais deste objeto (Marco & Alloin, 2000).

Com os valores de temperatura determinados para a poeira quente (T_{HD} , Tab. 7.1)

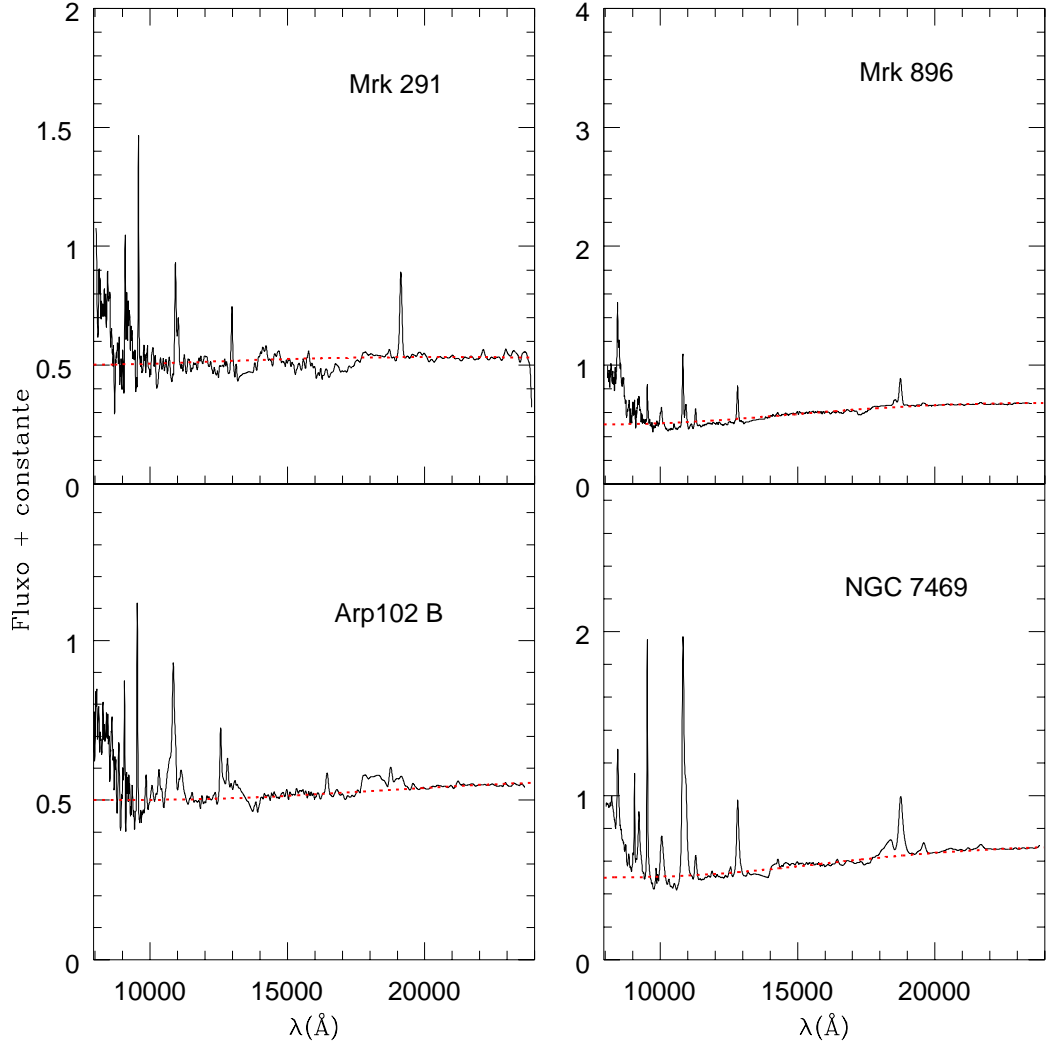


Figura 7.5: Ídem à Fig. 7.2.

podemos estimar o raio de sublimação (R_{sub}), ou seja, para valores menores que R_{sub} os grãos de grafite são destruídos pelo intenso campo de radiação ultravioleta da fonte central. O raio de sublimação é dado pela equação (Barvainis, 1987):

$$R_{\text{sub}} = 1.3 \left(\frac{L_{\text{uv}}}{1 \times 10^{46} \text{ ergs s}^{-1}} \right)^{1/2} \left(\frac{T_{\text{HD}}}{1500 \text{ K}} \right)^{-2.8} \text{ pc}, \quad (7.4)$$

onde L_{uv} é a luminosidade total no ultravioleta da fonte central, que pode ser estimada a partir da luminosidade na banda V , com a seguinte expressão (Kishimoto et al., 2007):

$$L_{\text{uv}} = 6 \nu L_{\nu}(V) \quad (7.5)$$

Listamos os valores de R_{sub} , L_V e L_{uv} na Tab. 7.1. Os valores de R_{sub} determinados para os objetos de nossa amostra são muito pequenos. A poeira quente confinada em uma região tão pequena e próxima ao AGN sugere que possivelmente seja poeira próxima a temperatura de sublimação, do suposto toróide do modelo unificado.

Podemos determinar a região onde a poeira quente está emitindo, ou seja, o raio R_2 a partir do qual não há mais grãos aquecidos. De acordo com o diagrama cor-cor, envolvendo os índices de cor $\alpha(100, 60)\mu\text{m}$ versus $\alpha(25, 12)\mu\text{m}$, os resultados observacionais das cores das galáxias Seyfert se ajustam à um modelo de poeira com $T_{HD}=1500$ K e com a proporção $R_{\text{sub}}/R_2=10^4$ (Bonatto & Pastoriza, 1997). Mostramos os valores de R_2 calculados a partir desta proporção, para a nossa amostra, na Tab. 7.1.

Nossos resultados estão de acordo com resultados teóricos e observacionais disponíveis na literatura. Pier & Krolik (1992) foram os primeiro a realizar cálculos detalhados de efeitos de transferência radiativa em geometria toroidal. Os mesmos concluíram que o toróide tem um raio externo R_{ext} de $\sim 5\text{-}10$ pc. Resultados observacionais de imagens nas bandas H e K de NGC 1068 apontam para $R_{\text{sub}} \leq 1$ pc (Weigelt et al., 2004). Interferometria com o *Very Large Telescope Interferometer-VLTI* nesta mesma galáxia revela que a emissão em $10\mu\text{m}$ deve-se à poeira quente ($T_{HD}=800$ K) concentrada em ~ 1 pc na região central da galáxia circundada por poeira fria ($T=300$ K) com escala de $\sim 2\text{-}4$ pc (Jaffe et al., 2004). Observações de imagens nas bandas JHK_sLM com o VLT de Circinus revelam a existência de poeira com 300 K à ~ 1 pc da fonte central (Prieto et al., 2004). Estudos interferométricos com os dois telescópios de 10 m do Keck em NGC 4151 revelam poeira quente com 1900 K à 0.05 pc da fonte central desta galáxia (Swain et al., 2003). Imagens utilizando óptica adaptativa nas bandas JHK_s com o VLT, sugerem que o limite superior para o toróide de poeira é 10 pc para NGC 1097 (Prieto et al., 2005).

7.3 Grãos de grafite e hidrogênio molecular

Como vimos no Cap. 4 a molécula de H_2 é detectada a algumas dezenas (até centenas) de pc da fonte central. Conclusão esta tomada com base no fato de que o gás molecular está desacoplado cinematicamente da NLR. Entretanto, estudos prévios concentrados em fontes individuais ou em pequenas amostras apontam para presença de H_2 a poucos pc da fonte central (Reunanen et al., 2002, 2003, Riffel-Rogemar et al., 2006, 2008). Curvas de rotação derivadas por Reunanen et al. (2002,

2003) em objetos comuns a nossa amostra suportam esta hipótese e apontam para um cenário onde um disco de H_2 circunda a região nuclear. Ou seja, o H_2 não está localizado na região onde encontram-se os grãos de poeira. Estes encontram-se, de acordo com os valores determinados para R_{sub} à ~ 1 pc da fonte central, provavelmente na região interna do toróide de poeira previsto pelo modelo unificado (veja Sec. 7.2).

Capítulo 8

Conclusão

Ao longo deste trabalho diversas propriedades dos AGNs foram discutidas. A base observacional deste estudo são espectros observados no IRTF no modo de dispersão cruzada no intervalo entre 0.8 e $2.4\mu\text{m}$. Neste capítulo sintetizaremos os principais resultados obtidos a partir da análise detalhada das propriedades espectroscópicas e dos componentes do contínuo (não térmico, estelar e poeira quente) observados na região nuclear de uma amostra de 51 galáxias ativas do universo local.

A elaboração do atlas espectral, da região do infravermelho próximo, possibilitou a análise detalhada das componentes do contínuo, a medida dos fluxos das principais linhas de emissão e testar novos indicadores de avermelhamento em AGNs.

Encontramos que o contínuo dos quasares, Sy 1 e NLS1 são bastante similares, e em muitos objetos há uma quebra em $1.2\mu\text{m}$, trocando de um contínuo bastante inclinado para um praticamente plano a partir de $1.2\mu\text{m}$. A inclinação do contínuo para λ menores que o ponto de quebra, varia de objeto para objeto. Associamos esta inclinação a extrapolação da lei de potência que caracteriza o contínuo UV/óptico das fontes do Tipo 1 (Sy 1, NLS1, quasares). O contínuo das Sy 2 apresenta uma forte componente devida a estrelas. Em muitos objetos, o contínuo decresce com o aumento do comprimento de onda, similarmente a forma do contínuo observado nas galáxias SB NGC 3310 e NGC 7714.

O espectro de linhas de emissão no NIR varia de fonte para fonte e de acordo com o tipo de atividade. As linhas [S III] 9531 Å e He I 10830 Å são as mais intensas da região do NIR, e são detectadas em todos os objetos de nossa amostra. Oxigênio neutro e transições permitidas do Fe II, são detectadas apenas em fontes do Tipo 1. Isto confirma que estas linhas são características exclusivas da BLR. Deste modo, elas são bons indicadores de tipo de atividade Seyfert.

Linhas coronais¹ são detectadas nos espectros tanto de fontes do Tipo 1 quanto de do Tipo 2, contudo, estão totalmente ausentes dos espectros das galáxias SB. Desta maneira a detecção destas linhas é uma clara assinatura de atividade do tipo AGN. A presença de linhas coronais no espectro das galáxias Sy 2 sugere que a região de linhas coronais está localizada provavelmente na parte interna da NLR. Linhas de H₂ e [Fe II] estão presentes em quase todas as fontes, incluindo quasares e Sy 1. Além disso, a linha H₂ 21213 Å é mais intensa, relativa a Brγ em galáxias Sy 2 que nas galáxias SB, sugerindo que o AGN desempenha um papel importante na excitação do gás molecular nas galáxias ativas.

A razão Paβ/Brγ não segue os valores intrínsecos para o Caso B de recombinação em algumas fontes do Tipo 1, e é muito próximo ao valor intrínseco na maioria dos objetos. Este resultado, mostra que as linhas de recombinação do hidrogênio não são indicadores confiáveis de avermelhamento para AGNs com linhas largas. A razão de fluxos das linhas do [Fe II] 12570 Å/16436 Å concorda razoavelmente com os valores medidos através da razão Paβ/Brγ na maioria das Sy 2, permitindo-nos concluir que a razão de linhas do [Fe II] pode também ser aplicada para determinar o avermelhamento nos objetos de Tipo 1.

Encontramos que o mecanismo dominante na excitação do H₂ deve-se a processos térmicos, ou seja, a choques e/ou iluminação por raio-X. Além disso, como pode ser inferido das grandes diferenças entre as larguras das linhas do H₂ e do [Fe II] e [S III], o gás molecular segue uma cinemática diferente da seguida pelo gás da NLR.

Confirmamos que o diagrama envolvendo as razões de fluxos das linhas de H₂ 21213 Å/Brγ *versus* [Fe II] 12570 Å/Paβ é uma ferramenta eficiente para separar objetos de acordo com o grau de atividade nuclear e é útil para classificar objetos com AGN mascarado ou altamente avermelhado. Encontramos que os AGNs são caracterizados por razões de fluxo de H₂ 21213 Å/Brγ e [Fe II] 12570 Å/Paβ entre 0.6 e 2. Galáxias SB apresentam valores < 0.6 para estas razões de linhas, enquanto que os LINERs são caracterizados por valores > 2 para ambas as razões.

Intensas linhas em absorção foram detectadas na maioria das Sy 2 e em uma fração significativa das Sy 1. O que sugere que há uma importante contribuição das estrelas para a emissão do contínuo da região central das galáxias ativas. Para quantificar esta contribuição realizamos a síntese de população estelar.

O histórico de formação estelar das galáxias Seyfert no NIR é heterogêneo. É possível distinguir 3 grupos: (a) galáxias com população estelar dominante com idade ≤ 1 G_{anos}; (b) galáxias com população estelar dominante com idade ≥ 5 G_{anos} e

¹Linhas com alto potencial de ionização.

(c) com formação estelar contínua. Todos aparecem em frações significativas, desta maneira não encontramos um padrão dominante para a população estelar nos AGNs, ou seja, não há evidências da conexão AGN-Starburst nos objetos de nossa amostra. Além disto, nossos resultados de síntese indicam que a presença da banda do CN em $\sim 1.1\mu\text{m}$ no espectro de uma galáxia pode ser tomada como uma evidência clara da presença de populações estelares com idades entre ~ 0.3 e $\sim 2 G_{\text{anos}}$.

A presença de um contínuo não térmico (PL, $F_{\lambda} \propto \lambda^{-1.5}$) é observado em todas as galáxias Sy 1, com contribuições médias de $25 \pm 5\%$. Em 60% das galáxias Sy 2 é observada contribuição devida a PL, com contribuições média de $13 \pm 3\%$.

Para alguns objetos de nossa amostra observamos um excesso na banda K , o qual, associamos a poeira quente, composta por grãos de grafite próximos a temperatura de sublimação. A massa desta componente é pequena, da ordem de um décimo de massa solar. A poeira está localizada a $\sim 1 \text{ pc}$ da fonte central. O que sugere que esta região encontra-se na parte interna do toróide predito pelo modelo unificado.

Finalmente salientamos que as observações espectroscópicas no infravermelho próximo de galáxias com núcleo ativo, aliadas a técnicas de síntese de população estelar permitem inferir informações sobre a natureza destes objetos à escala de parsecs da fonte central.

Apêndice A

Artigos publicados

A.1 Rodríguez-Ardila; Riffel & Pastoriza (2005)

A.2 Riffel; Rodríguez-Ardila & Pastoriza (2006)

A.3 Riffel; Pastoriza; Rodríguez-Ardila & Maras- ton (2007)

A.4 Riffel; Pastoriza; Rodríguez-Ardila & Maras- ton (2008)

Bibliografia

- [1] ALONSO-HERRERO, A., QUILLEN, A. C., RIEKE, G. H., IVANOV, V. D., EFSTATHIOU, A. Spectral Energy Distributions of Seyfert Nuclei. **Astronomical Journal**, v. 126, p. 81–100, July 2003.
- [2] ALONSO-HERRERO, A., QUILLEN, A. C., SIMPSON, C., EFSTATHIOU, A., WARD, M. J. The Nonstellar Infrared Continuum of Seyfert Galaxies. **Astronomical Journal**, v. 121, p. 1369–1384, March 2001.
- [3] ALONSO-HERRERO, A., RIEKE, M. J., RIEKE, G. H., RUIZ, M. Using Near-Infrared [Fe II] Lines to Identify Active Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 482, p. 747–+, June 1997.
- [4] ANDRILLAT, Y. Spectral variations of the nucleus of NGC 3516. **Astronomical Journal**, v. 73, p. 862–865, November 1968.
- [5] ANTONUCCI, R. R. J., MILLER, J. S. Spectropolarimetry and the nature of NGC 1068. **Astrophysical Journal**, v. 297, p. 621–632, October 1985.
- [6] ARSENAULT, R., BOULESTEIX, J., GEORGELIN, Y., ROY, J.-R. A circumnuclear ring of enhanced star formation in the spiral galaxy NGC 4321. **Astronomy and Astrophysics**, v. 200, p. 29–39, July 1988.
- [7] BARIBAUD, T., ALLOIN, D., GLASS, I., PELAT, D. Variability pattern from X-ray to IR wavelengths in the active nucleus of NGC 1566. **Astronomy and Astrophysics**, v. 256, p. 375–398, March 1992.
- [8] BARTH, A. J., HO, L. C., FILIPPENKO, A. V., RIX, H.-W., SARGENT, W. L. W. The Broad-Line and Narrow-Line Regions of the LINER NGC 4579. **Astrophysical Journal**, v. 546, p. 205–209, January 2001.
- [9] BARTH, A. J., SHIELDS, J. C. LINER/HII “Transition” Nuclei and the Nature of NGC 4569. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 112, p. 753–767, June 2000.

- [10] BARVAINIS, R. Hot dust and the near-infrared bump in the continuum spectra of quasars and active galactic nuclei. **Astrophysical Journal**, v. 320, p. 537–544, September 1987.
- [11] BAUTISTA, M. A., PRADHAN, A. K. Ionization Structure and Spectra of Iron in Gaseous Nebulae. **Astrophysical Journal**, v. 492, p. 650–+, January 1998.
- [12] BICA, E. Population synthesis in galactic nuclei using a library of star clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 195, p. 76–92, April 1988.
- [13] BICA, E., ALLOIN, D. Near-infrared spectral properties of star clusters and galactic nuclei. **Astronomy and Astrophysics**, v. 186, p. 49–63, November 1987.
- [14] BLACK, J. H., VAN DISHOECK, E. F. Fluorescent excitation of interstellar H₂. **Astrophysical Journal**, v. 322, p. 412–449, November 1987.
- [15] BOISSON, C., COUPÉ, S., CUBY, J. G., JOLY, M., WARD, M. J. Near IR spectroscopy of active galactic nuclei. **Astronomy and Astrophysics**, v. 396, p. 489–501, December 2002.
- [16] BOLLER, T., BRANDT, W. N., FINK, H. Soft X-ray properties of narrow-line Seyfert 1 galaxies. **Astronomy and Astrophysics**, v. 305, p. 53–+, January 1996.
- [17] BONATTO, C. J., PASTORIZA, M. G. Optical and Far-Infrared Emission of IRAS Seyfert Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 486, p. 132–+, September 1997.
- [18] BOROSON, T. A., GREEN, R. F. The emission-line properties of low-redshift quasi-stellar objects. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 80, p. 109–135, May 1992.
- [19] BOWER, G. A., WILSON, A. S., HECKMAN, T. M., RICHSTONE, D. O. Double-Peaked Broad Emission Lines in the Nucleus of M81. **Astronomical Journal**, v. 111, p. 1901–+, May 1996.
- [20] CALZETTI, D., KINNEY, A. L., STORCHI-BERGMANN, T. Dust extinction of the stellar continua in starburst galaxies: The ultraviolet and optical extinction law. **Astrophysical Journal**, v. 429, p. 582–601, July 1994.

- [21] CARDELLI, J. A., CLAYTON, G. C., MATHIS, J. S. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. **Astrophysical Journal**, v. 345, p. 245–256, October 1989.
- [22] CID FERNANDES, R. The Starburst Model for Agn: Past, Present, and Future. In: REVISTA MEXICANA DE ASTRONOMIA Y ASTROFISICA CONFERENCE SERIES, Franco, J., Terlevich, R., Serrano, A., editores, p. 201–+, May 1997.
- [23] CID FERNANDES, R., GU, Q., MELNICK, J., TERLEVICH, E., TERLEVICH, R., KUNTH, D., RODRIGUES LACERDA, R., JOGUET, B. The star formation history of Seyfert 2 nuclei. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 355, p. 273–296, November 2004.
- [24] CID FERNANDES, R., LEÃO, J. R. S., LACERDA, R. R. The evolution of stars and gas in starburst galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 340, p. 29–42, March 2003.
- [25] CID FERNANDES, R., JR., DOTTORI, H. A., GRUENWALD, R. B., VIEGAS, S. M. On warmers as the ionizing source in active galactic nuclei. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 255, p. 165–176, March 1992.
- [26] CID FERNANDES, R. J., TERLEVICH, R. The origin of the blue continuum in type 2 Seyferts: reflection or star-forming tori? **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 272, p. 423–441, January 1995.
- [27] CLAVEL, J., WAMSTEKER, W., GLASS, I. S. Hot dust on the outskirts of the broad-line region in Fairall 9. **Astrophysical Journal**, v. 337, p. 236–250, February 1989.
- [28] COLINA, L. Forbidden Fe II 1.64 micron emission in high-luminosity and ultra-luminous IRAS galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 411, p. 565–569, July 1993.
- [29] COLLIN-SOUFFRIN, S., DUMONT, S., TULLY, J. Hydrogen line spectrum in quasars. II - A critical discussion of model calculations for the broad line region. **Astronomy and Astrophysics**, v. 106, p. 362–374, February 1982.

- [30] CONTINI, M., RADOVICH, M., RAFANELLI, P., RICHTER, G. M. The Interpretation of the Emission Spectra of the Seyfert 2 Galaxy NGC 7130: Determination of the Active Galactic Nucleus and Starburst Contributions. **Astrophysical Journal**, v. 572, p. 124–139, June 2002.
- [31] CRENSHAW, D. M., KRAEMER, S. B., TURNER, T. J., COLLIER, S., PETERSON, B. M., BRANDT, W. N., CLAVEL, J., GEORGE, I. M., HORNE, K., KRISS, G. A., MATHUR, S., NETZER, H., POGGE, R. W., POUNDS, K. A., ROMANO, P., SHEMMER, O., WAMSTEKER, W. Reddening, Emission-Line, and Intrinsic Absorption Properties in the Narrow-Line Seyfert 1 Galaxy Arakelian 564. **Astrophysical Journal**, v. 566, p. 187–194, February 2002.
- [32] CUSHING, M. C., VACCA, W. D., RAYNER, J. T. Spextool: A Spectral Extraction Package for SpeX, a 0.8-5.5 Micron Cross-Dispersed Spectrograph. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 116, p. 362–376, April 2004.
- [33] DALE, D. A., ROUSSEL, H., CONTURSI, A., HELOU, G., DINERSTEIN, H. L., HUNTER, D. A., HOLLENBACH, D. J., EGAMI, E., MATTHEWS, K., MURPHY, T. W., JR., LAFON, C. E., RUBIN, R. H. Near-Infrared Integral Field Spectroscopy of Star-forming Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 601, p. 813–830, February 2004.
- [34] DAVIDSON, K., NETZER, H. The emission lines of quasars and similar objects. **Reviews of Modern Physics**, v. 51, p. 715–766, October 1979.
- [35] DAVIES, R. I., MUELLER SÁNCHEZ, F., GENZEL, R., TACCONI, L. J., HICKS, E. K. S., FRIEDRICH, S., STERNBERG, A. A Close Look at Star Formation around Active Galactic Nuclei. **Astrophysical Journal**, v. 671, p. 1388–1412, December 2007.
- [36] DE RUITER, H. R., LUB, J. Optical variability of Seyfert nuclei. I - VBLUW photometry. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 63, p. 59–69, January 1986.
- [37] DOPITA, M. A., SUTHERLAND, R. S. Spectral Signatures of Fast Shocks. II. Optical Diagnostic Diagrams. **Astrophysical Journal**, v. 455, p. 468–+, December 1995.

- [38] DORS, O. L., JR., COPETTI, M. V. F. Abundance segregation in Virgo spiral galaxies. **Astronomy and Astrophysics**, v. 452, p. 473–480, June 2006.
- [39] EDGE, D. O., SHAKESHAFT, J. R., MCADAM, W. B., BALDWIN, J. E., ARCHER, S. A survey of radio sources at a frequency of 159 Mc/s. **Memoirs of the Royal Astronomical Society**, v. 68, p. 37–60, 1959.
- [40] EHMAN, J. R., DIXON, R. S., KRAUS, J. D. The Ohio survey between declinations of 0 and 36 south. **Astronomical Journal**, v. 75, p. 351–506, May 1970.
- [41] EKERS, J. A. The Parkes catalogue of radio sources, declination zone +20 to -90 . **Australian Journal of Physics Astrophysical Supplement**, v. 7, p. 3–75, 1969.
- [42] ELMEGREEN, D. M. **Galaxies and galactic structure: Galaxies and galactic structure** /Debra Meloy Elmegreen. New Jersey : Prentice Hall, c1998. QB 857 E455 1998., 1998.
- [43] ELMEGREEN, D. M., CHROMEY, F. R., SANTOS, M., MARSHALL, D. Near-Infrared Observations of Circumnuclear Star Formation in NGC 3351, NGC 3504, and NGC 5248. **Astronomical Journal**, v. 114, p. 1850–+, November 1997.
- [44] FATH, E. A. Bulletin Number 149 - The spectra of some spiral nebulae and globular star clusters. **Lick Observatory Bulletin**, v. 5, p. 71–77, 1908.
- [45] FATHI, K., STORCHI-BERGMANN, T., RIFFEL-ROGEMAR, A., WINGE, C., AXON, D. J., ROBINSON, A., CAPETTI, A., MARCONI, A. Streaming Motions toward the Supermassive Black Hole in NGC 1097. **Astrophysical Journal Letters**, v. 641, p. L25–L28, April 2006.
- [46] FAVRE, P., COURVOISIER, T. J.-L., PALTANI, S. AGN variability time scales and the discrete-event model. **Astronomy and Astrophysics**, v. 443, p. 451–463, November 2005.
- [47] FERGUSON, J. W., KORISTA, K. T., FERLAND, G. J. Physical Conditions of the Coronal Line Region in Seyfert Galaxies. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 110, p. 287–+, June 1997.

- [48] FERLAND, G. J. Quantitative Spectroscopy of Photoionized Clouds. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 41, p. 517–554, 2003.
- [49] FERLAND, G. J., NETZER, H. Are there any shock-heated galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 264, p. 105–113, January 1983.
- [50] FERRARESE, L., MERRITT, D. A Fundamental Relation between Supermassive Black Holes and Their Host Galaxies. **Astrophysical Journal Letters**, v. 539, p. L9–L12, August 2000.
- [51] FILIPPENKO, A. V., TERLEVICH, R. O-star photoionization models of liners with weak forbidden O I 6300 Å emission. **Astrophysical Journal Letters**, v. 397, p. L79–L82, October 1992.
- [52] FITCH, W. S., PACHOLCZYK, A. G., WEYMANN, R. J. Light Variations of the Seyfert Galaxy NGC 4151. **Astrophysical Journal Letters**, v. 150, p. L67+, November 1967.
- [53] FLOHIC, H. M. L. G., ERACLEOUS, M., CHARTAS, G., SHIELDS, J. C., MORAN, E. C. The Central Engines of 19 LINERs as Viewed by Chandra. **ArXiv Astrophysics e-prints**, April 2006.
- [54] FORBES, D. A., WARD, M. J. Radio and Near-Infrared [Fe ii] Emission from Active Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 416, p. 150–+, October 1993.
- [55] GALLIANO, E., ALLOIN, D. Near-IR 2D-spectroscopy of the 4" x 4" region around the Active Galactic Nucleus of NGC 1068 with ISAAC/VLT. **Astronomy and Astrophysics**, v. 393, p. 43–56, October 2002.
- [56] GARCIA-RISSMANN, A., VEGA, L. R., ASARI, N. V., CID FERNANDES, R., SCHMITT, H., GONZÁLEZ DELGADO, R. M., STORCHI-BERGMANN, T. An atlas of calcium triplet spectra of active galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 359, p. 765–780, May 2005.
- [57] GLASS, I. S. Infrared variability of the Seyfert galaxy NGC 3783. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 256, p. 23P–27P, May 1992.
- [58] GLIKMAN, E., HELFAND, D. J., WHITE, R. L. A Near-Infrared Spectral Template for Quasars. **Astrophysical Journal**, v. 640, p. 579–591, April 2006.

- [59] GONZÁLEZ DELGADO, R. M., HECKMAN, T., LEITHERER, C. The Nuclear and Circumnuclear Stellar Population in Seyfert 2 Galaxies: Implications for the Starburst-Active Galactic Nucleus Connection. **Astrophysical Journal**, v. 546, p. 845–865, January 2001.
- [60] GOODRICH, R. W. Spectropolarimetry and variability of Seyfert 1.8 and 1.9 galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 340, p. 190–202, May 1989.
- [61] GOODRICH, R. W., VEILLEUX, S., HILL, G. J. Infrared spectroscopy of Seyfert 2 galaxies: A look through the obscuring Torus? **Astrophysical Journal**, v. 422, p. 521–536, February 1994.
- [62] GOWER, J. F. R., SCOTT, P. F., WILLS, D. A survey of radio sources in the declination ranges -07deg to 20deg and 40deg to 80deg. **Memoirs of the Royal Astronomical Society**, v. 71, p. 49–+, 1967.
- [63] GRANATO, G. L., DANESE, L. Thick Tori around Active Galactic Nuclei - a Comparison of Model Predictions with Observations of the Infrared Continuum and Silicate Features. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 268, p. 235–+, May 1994.
- [64] GRANDI, S. A. /Fe XI/ lambda 7892 emission in Seyfert galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 221, p. 501–506, April 1978.
- [65] GRATADOUR, D., CLÉNET, Y., ROUAN, D., LAI, O., FORVEILLE, T. High angular resolution K-band spectroscopy of the nucleus of μ ASTROBJ ν NGC 1068 μ /ASTROBJ ν with PUEO-GRIF (CFHT). **Astronomy and Astrophysics**, v. 411, p. 335–342, December 2003.
- [66] HAZARD, C., GULKIS, S., BRAY, A. D. Lunar Occultation Studies of Five Weak Radio Sources of Small Angular Size. **Astrophysical Journal**, v. 148, p. 669–+, June 1967.
- [67] HECKMAN, T. M. An optical and radio survey of the nuclei of bright galaxies - Activity in normal galactic nuclei. **Astronomy and Astrophysics**, v. 87, p. 152–164, July 1980.
- [68] HO, L. C., FILIPPENKO, A. V., SARGENT, W. L. W., PENG, C. Y. A Search for “Dwarf” Seyfert Nuclei. IV. Nuclei with Broad H alpha Emission. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 112, p. 391–+, October 1997.

- [69] HOLLENBACH, D., MCKEE, C. F. Molecule formation and infrared emission in fast interstellar shocks. III - Results for J shocks in molecular clouds. **Astrophysical Journal**, v. 342, p. 306–336, July 1989.
- [70] HUCHRA, J., BURG, R. The spatial distribution of active galactic nuclei. I - The density of Seyfert galaxies and liners. **Astrophysical Journal**, v. 393, p. 90–97, July 1992.
- [71] HUMMEL, E., VAN DER HULST, J. M., KEEL, W. C. Circumnuclear star formation in the central region of the barred spiral galaxy NGC 1097. **Astronomy and Astrophysics**, v. 172, p. 32–42, January 1987.
- [72] HUMMER, D. G., STOREY, P. J. Recombination-line intensities for hydrogenic ions. I - Case B calculations for H I and He II. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 224, p. 801–820, February 1987.
- [73] IMANISHI, M. 3-4 Micron Spectroscopy of Seyfert 2 Nuclei to Quantitatively Assess the Energetic Importance of Compact Nuclear Starbursts. **Astrophysical Journal**, v. 569, p. 44–53, April 2002.
- [74] IMANISHI, M., DUDLEY, C. C. Energy Diagnoses of Nine Infrared Luminous Galaxies Based on 3-4 Micron Spectra. **Astrophysical Journal**, v. 545, p. 701–711, December 2000.
- [75] JAFFE, W., MEISENHEIMER, K., RÖTTGERING, H. J. A., LEINERT, C., RICHICHI, A., CHESNEAU, O., FRAIX-BURNET, D., GLAZENBORG-KLUTTIG, A., GRANATO, G.-L., GRASER, U., HEIJLIGERS, B., KÖHLER, R., MALBET, F., MILEY, G. K., PARESCE, F., PEL, J.-W., PERRIN, G., PRZYGODDA, F., SCHOELLER, M., SOL, H., WATERS, L. B. F. M., WEIGELT, G., WOILLEZ, J., DE ZEEUW, P. T. The central dusty torus in the active nucleus of NGC 1068. **Nature**, v. 429, p. 47–49, May 2004.
- [76] JOGUET, B., KUNTH, D., MELNICK, J., TERLEVICH, R., TERLEVICH, E. Stellar populations in Seyfert 2 galaxies. I. Atlas of near-UV spectra. **Astronomy and Astrophysics**, v. 380, p. 19–30, December 2001.
- [77] KEHRIG, C., VÍLCHEZ, J. M., TELLES, E., CUISINIER, F., PÉREZ-MONTERO, E. A spectroscopic study of the near-IR [SIII] lines in a sample of HII galaxies: chemical abundances. **Astronomy and Astrophysics**, v. 457, p. 477–484, October 2006.

- [78] KHACHIKIAN, E. Y., WEEDMAN, D. W. An atlas of Seyfert galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 192, p. 581–589, September 1974.
- [79] KISHIMOTO, M., ANTONUCCI, R., BLAES, O. The dust-eliminated shape of quasar spectra in the near-infrared: a hidden part of the big blue bump. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 364, p. 640–648, December 2005.
- [80] KISHIMOTO, M., HÖNIG, S. F., BECKERT, T., WEIGELT, G. The innermost region of AGN tori: implications from the HST/NICMOS type 1 point sources and near-IR reverberation. **Astronomy and Astrophysics**, v. 476, p. 713–721, December 2007.
- [81] KNOP, R. A., ARMUS, L., LARKIN, J. E., MATHEWS, K., SHUPE, D. L., SOIFER, B. T. Infrared Spectroscopy of Pa(Beta) and [Fe II] Emission in NGC 4151. **Astronomical Journal**, v. 112, p. 81–+, July 1996.
- [82] KORATKAR, A., BLAES, O. The Ultraviolet and Optical Continuum Emission in Active Galactic Nuclei: The Status of Accretion Disks. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 111, p. 1–30, January 1999.
- [83] KOSKI, A. T. Spectrophotometry of Seyfert 2 galaxies and narrow-line radio galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 223, p. 56–73, July 1978.
- [84] KROLIK, J. H. **Active galactic nuclei : from the central black hole to the galactic environment**: Active galactic nuclei : from the central black hole to the galactic environment / Julian H. Krolik. Princeton, N. J. : Princeton University Press, c1999., 1999.
- [85] KRUEGEL, E. **The physics of interstellar dust**: The physics of interstellar dust, by Endrik Kruegel. IoP Series in astronomy and astrophysics, ISBN 0750308613. Bristol, UK: The Institute of Physics, 2003., 2003.
- [86] LANÇON, A., WOOD, P. R. A library of 0.5 to 2.5 μ m spectra of luminous cool stars. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 146, p. 217–249, October 2000.
- [87] LARKIN, J. E., ARMUS, L., KNOP, R. A., SOIFER, B. T., MATTHEWS, K. A Near-Infrared Spectroscopic Survey of LINER Galaxies. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 114, p. 59–+, January 1998.

- [88] LEPP, S., MCCRAY, R. X-ray sources in molecular clouds. **Astrophysical Journal**, v. 269, p. 560–567, June 1983.
- [89] MAEDER, A., MEYNET, G. Tables of evolutionary star models from 0.85 to 120 solar masses with overshooting and mass loss. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 76, p. 411–425, December 1988.
- [90] MALKAN, M. A., GORJIAN, V., TAM, R. A Hubble Space Telescope Imaging Survey of Nearby Active Galactic Nuclei. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 117, p. 25–+, July 1998.
- [91] MALONEY, P. R., HOLLENBACH, D. J., TIELENS, A. G. G. M. X-Ray–irradiated Molecular Gas. I. Physical Processes and General Results. **Astrophysical Journal**, v. 466, p. 561–+, July 1996.
- [92] MARASTON, C. Evolutionary population synthesis: models, analysis of the ingredients and application to high-z galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 362, p. 799–825, September 2005.
- [93] MARCO, O., ALLOIN, D. Hot dust in the active nucleus of NGC 7469 probed by adaptive optics observations. **Astronomy and Astrophysics**, v. 336, p. 823–828, August 1998.
- [94] MARCO, O., ALLOIN, D. Adaptive optics images at 3.5 and 4.8 μ m of the core arcsec of NGC 1068: more evidence for a dusty/molecular torus. **Astronomy and Astrophysics**, v. 353, p. 465–472, January 2000.
- [95] MATSUOKA, M., PIRO, L., YAMAUCHI, M., MURAKAMI, T. X-ray spectral variability and complex absorption in the Seyfert 1 galaxies NGC 4051 and MCG -6-30-15. **Astrophysical Journal**, v. 361, p. 440–458, October 1990.
- [96] MATTHEWS, T. A., SANDAGE, A. R. Optical Identification of 3c 48, 3c 196, and 3c 286 with Stellar Objects. **Astrophysical Journal**, v. 138, p. 30–+, July 1963.
- [97] MILLER, J. S., GOODRICH, R. W. Spectropolarimetry of high-polarization Seyfert 2 galaxies and unified Seyfert theories. **Astrophysical Journal**, v. 355, p. 456–467, June 1990.
- [98] MIZUTANI, K., SUTO, H., MAIHARA, T. 3.3 micron emission feature in infrared galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 421, p. 475–480, February 1994.

- [99] MORGAN, W. W. A Preliminary Classification of the Forms of Galaxies According to Their Stellar Population. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 70, p. 364–+, August 1958.
- [100] MOURI, H. Molecular hydrogen emission in galaxies: Determination of excitation mechanism. **Astrophysical Journal**, v. 427, p. 777–783, June 1994.
- [101] MOURI, H., KAWARA, K., TANIGUCHI, Y. Excitation Mechanism of Near-Infrared [Fe II] Emission in Seyfert and Starburst Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 528, p. 186–200, January 2000.
- [102] NETZTER, H. AGN EMISSION LINES. "Active Galactic Nuclei", eds. **R.D. Blandford, H. Netzer and L. Woltjer**, 1990.
- [103] OLIVA, E., ORIGLIA, L., KOTILAINEN, J. K., MOORWOOD, A. F. M. Red supergiants as starburst tracers in galactic nuclei. **Astronomy and Astrophysics**, v. 301, p. 55–+, September 1995.
- [104] OLIVA, E., SALVATI, M., MOORWOOD, A. F. M., MARCONI, A. Size and physical conditions of the coronal line region in a nearby Seyfert 2: the Circinus galaxy. **Astronomy and Astrophysics**, v. 288, p. 457–465, August 1994.
- [105] ORIGLIA, L., MOORWOOD, A. F. M., OLIVA, E. The 1.5-1.7 micrometer spectrum of cool stars: Line identifications, indices for spectral classification and the stellar content of the Seyfert galaxy NGC 1068. **Astronomy and Astrophysics**, v. 280, p. 536–550, December 1993.
- [106] ORIGLIA, L., OLIVA, E. Starbursts in the IR. **New Astronomy Review**, v. 44, p. 257–262, July 2000.
- [107] OSMER, P. S., SMITH, M. G., WEEDMAN, D. W. The nuclei of peculiar emission-line galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 192, p. 279–291, September 1974.
- [108] OSTERBROCK, D. E. Optical Spectra of Radio and Seyfert Galaxies. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 88, p. 589–+, October 1976.
- [109] OSTERBROCK, D. E. Spectrophotometry of Seyfert 1 galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 215, p. 733–745, August 1977.

- [110] OSTERBROCK, D. E. Observational Model of the Ionized Gas in Seyfert and Radio-Galaxy Nuclei. **Proceedings of the National Academy of Science**, v. 75, p. 540–544, February 1978.
- [111] OSTERBROCK, D. E. **Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei**: Research supported by the University of California, John Simon Guggenheim Memorial Foundation, University of Minnesota, et al. Mill Valley, CA, University Science Books, 1989, 422 p., 1989.
- [112] OSTERBROCK, D. E., POGGE, R. W. The spectra of narrow-line Seyfert 1 galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 297, p. 166–176, October 1985.
- [113] PASTORIZA, M., GEROLA, H. Spectral Variation in the Seyfert Galaxy NGC 1566. **Astrophysical Letters**, v. 6, p. 155–+, July 1970.
- [114] PASTORIZA, M. G. Spectra of peculiar nuclei in galaxies. **The Observatory**, v. 87, p. 225–228, October 1967.
- [115] PASTORIZA, M. G. Studies of galaxies with peculiar nuclei. **Astrophysics and Space Science**, v. 33, p. 173–188, March 1975.
- [116] PASTORIZA, M. G., DONZELLI, C. J., BONATTO, C. Nuclear activity and stellar population of a sample of interacting galaxies. **Astronomy and Astrophysics**, v. 347, p. 55–62, July 1999.
- [117] PATUREL, G., PETIT, C., PRUGNIEL, P., THEUREAU, G., ROUSSEAU, J., BROUTY, M., DUBOIS, P., CAMBRÉSY, L. HYPERLEDA. I. Identification and designation of galaxies. **Astronomy and Astrophysics**, v. 412, p. 45–55, December 2003.
- [118] PETERSON, B. M. Emission-line variability in Seyfert galaxies. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 100, p. 18–36, January 1988.
- [119] PETERSON, B. M. **An Introduction to Active Galactic Nuclei**: An introduction to active galactic nuclei, Publisher: Cambridge, New York Cambridge University Press, 1997 Physical description xvi, 238 p. ISBN 0521473489, February 1997.
- [120] PIER, E. A., KROLIK, J. H. Infrared spectra of obscuring dust tori around active galactic nuclei. I - Computational method and basic trends. **Astrophysical Journal**, v. 401, p. 99–109, December 1992.

- [121] PILKINGTON, J. D. H., SCOTT, P. F. A survey of radio sources between declinations 20deg and 40deg. **Memoirs of the Royal Astronomical Society**, v. 69, p. 183–+, 1965.
- [122] PRIETO, M. A., MACIEJEWSKI, W., REUNANEN, J. Feeding the Monster: The Nucleus of NGC 1097 at Subarcsecond Scales in the Infrared with the Very Large Telescope. **Astronomical Journal**, v. 130, p. 1472–1481, October 2005.
- [123] PRIETO, M. A., MEISENHEIMER, K., MARCO, O., REUNANEN, J., CONTINI, M., CLENET, Y., DAVIES, R. I., GRATADOUR, D., HENNING, T., KLAAS, U., KOTILAINEN, J., LEINERT, C., LUTZ, D., ROUAN, D., THATTE, N. Unveiling the Central Parsec Region of an Active Galactic Nucleus: The Circinus Nucleus in the Near-Infrared with the Very Large Telescope. **Astrophysical Journal**, v. 614, p. 135–141, October 2004.
- [124] RAIMANN, D., STORCHI-BERGMANN, T., BICA, E., ALLOIN, D. Stellar population gradients in normal and active galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 324, p. 1087–1101, July 2001.
- [125] RAYNER, J. T., TOOMEY, D. W., ONAKA, P. M., DENAULT, A. J., STAHLBERGER, W. E., VACCA, W. D., CUSHING, M. C., WANG, S. SpeX: A Medium-Resolution 0.8-5.5 Micron Spectrograph and Imager for the NASA Infrared Telescope Facility. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 115, p. 362–382, March 2003.
- [126] REES, M. J., NETZER, H., FERLAND, G. J. Small dense broad-line regions in active nuclei. **Astrophysical Journal**, v. 347, p. 640–655, December 1989.
- [127] REUNANEN, J., KOTILAINEN, J. K., PRIETO, M. A. Near-infrared spectroscopy of nearby Seyfert galaxies - I. First results. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 331, p. 154–168, March 2002.
- [128] REUNANEN, J., KOTILAINEN, J. K., PRIETO, M. A. Near-infrared spectroscopy of nearby Seyfert galaxies - II. Molecular content and coronal emission. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 343, p. 192–208, July 2003.
- [129] RHEE, J. H., LARKIN, J. E. Probing the Dust Obscuration in Seyfert Galaxies Using Infrared Spectroscopy. **Astrophysical Journal**, v. 538, p. 98–104, July 2000.

- [130] RICKES, M. C. G. População Estelar, Gradientes de Metalicidade e Gás Ionizado nas galáxias esferoidais NGC5903, NGC6868, NGC3607 e NGC5044. **Tese de Doutorado IF/UFRGS**, v. 000, p. 000–000, July 2007.
- [131] RIFFEL, R., PASTORIZA, M. G., RODRÍGUEZ-ARDILA, A., MARASTON, C. The First Detection of Near-Infrared CN Bands in Active Galactic Nuclei: Signature of Star Formation. **Astrophysical Journal Letters**, v. 659, p. L103–L106, April 2007.
- [132] RIFFEL, R., PASTORIZA, M. G., RODRÍGUEZ-ARDILA, A., MARASTON, C. The Stellar Populations of Starburst Galaxies Through the Near Infrared: First Approach. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 000, p. 000–000, March 2008.
- [133] RIFFEL, R., RODRÍGUEZ-ARDILA, A., PASTORIZA, M. G. A 0.8-2.4 μm spectral atlas of active galactic nuclei. **Astronomy and Astrophysics**, v. 457, p. 61–70, October 2006.
- [134] RIFFEL-ROGEMAR, R. A., STORCHI-BERGMANN, T., WINGE, C., BARBOSA, F. K. B. Gemini near-infrared integral field spectroscopy of the narrow-line region of ESO428-G14: kinematics, excitation and the role of the radio jet. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 373, p. 2–12, November 2006.
- [135] RIFFEL-ROGEMAR, R. A., STORCHI-BERGMANN, T., WINGE, C., MCGREGOR, P. J., BECK, T., SCHMITT, H. Mapping of the molecular gas inflow towards the Seyfert nucleus of NGC4051 using Gemini NIFS. **ArXiv e-prints**, v. 801, January 2008.
- [136] RIGOPOULOU, D., KUNZE, D., LUTZ, D., GENZEL, R., MOORWOOD, A. F. M. An ISO-SWS survey of molecular hydrogen in starburst and Seyfert galaxies. **Astronomy and Astrophysics**, v. 389, p. 374–386, July 2002.
- [137] RODRÍGUEZ-ARDILA, A., CONTINI, M., VIEGAS, S. M. The continuum and narrow-line region of the narrow-line Seyfert 1 galaxy Mrk 766. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 357, p. 220–234, February 2005a.
- [138] RODRÍGUEZ-ARDILA, A., MAZZALAY, X. The near-infrared spectrum of Mrk 1239: direct evidence of the dusty torus? **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 367, p. L57–L61, March 2006.

- [139] RODRÍGUEZ-ARDILA, A., PASTORIZA, M. G., VIEGAS, S., SIGUT, T. A. A., PRADHAN, A. K. Molecular hydrogen and [Fe II] in Active Galactic Nuclei. **Astronomy and Astrophysics**, v. 425, p. 457–474, October 2004.
- [140] RODRÍGUEZ-ARDILA, A., RIFFEL, R., PASTORIZA, M. G. Molecular hydrogen and [FeII] in active galactic nuclei - II. Results for Seyfert 2 galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 364, p. 1041–1053, December 2005b.
- [141] RODRÍGUEZ-ARDILA, A., VIEGAS, S. M. Hidden starbursts in Seyfert 1 galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 340, p. L33–L37, April 2003.
- [142] RODRÍGUEZ-ARDILA, A., VIEGAS, S. M., PASTORIZA, M. G., PRATO, L. Infrared Fe II Emission in Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies. **Astrophysical Journal**, 2002a.
- [143] RODRÍGUEZ-ARDILA, A., VIEGAS, S. M., PASTORIZA, M. G., PRATO, L. Near-Infrared Coronal Lines in Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 579, p. 214–226, November 2002b.
- [144] RUDY, R. J., MAZUK, S., PUETTER, R. C., HAMANN, F. The 1 Micron Fe II Lines of the Seyfert Galaxy I Zw 1. **Astrophysical Journal**, v. 539, p. 166–171, August 2000.
- [145] SALPETER, E. E. The Luminosity Function and Stellar Evolution. **Astrophysical Journal**, v. 121, p. 161–+, January 1955.
- [146] SARAIVA, M. F., BICA, E., PASTORIZA, M. G., BONATTO, C. Spectral analysis of the nuclear stellar population and gas emission in six nearby galaxies. **Astronomy and Astrophysics**, v. 376, p. 43–50, September 2001.
- [147] SCHLEGEL, D. J., FINKBEINER, D. P., DAVIS, M. Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds. **Astrophysical Journal**, v. 500, p. 525–+, June 1998.
- [148] SCHMIDT, A. A., COPETTI, M. V. F., ALLOIN, D., JABLONKA, P. Population synthesis methods - Discussion and tests on the solution uniqueness. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 249, p. 766–778, April 1991.

- [149] SCHMIDT, M. 3C 273: a star-like object with large red-shift. **Nature**, v. 197, p. 1040–1040, 1963.
- [150] SCHMIDT, M., GREEN, R. F. Quasar evolution derived from the Palomar bright quasar survey and other complete quasar surveys. **Astrophysical Journal**, v. 269, p. 352–374, June 1983.
- [151] SCHMITT, H. R., BICA, E., PASTORIZA, M. G. Spectral analysis of the nuclear stellar population and gas emission in NGC 6240. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 278, p. 965–974, February 1996.
- [152] SCHMITT, H. R., STORCHI-BERGMANN, T., FERNANDES, R. C. Spectral synthesis of the nuclear regions of Seyfert 2 and radio galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 303, p. 173–178, February 1999.
- [153] SCOVILLE, N. Z., HALL, D. N. B., RIDGWAY, S. T., KLEINMANN, S. G. Velocity, reddening, and temperature structure of the H₂ emission in Orion. **Astrophysical Journal**, v. 253, p. 136–148, February 1982.
- [154] SÉRSIC, J. L., PASTORIZA, M. Peculiar Nuclei of Galaxies. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 77, p. 287–+, August 1965.
- [155] SÉRSIC, J. L., PASTORIZA, M. Properties of Galaxies with Peculiar Nuclei. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 79, p. 152–+, April 1967.
- [156] SEYFERT, C. K. Nuclear Emission in Spiral Nebulae. **Astrophysical Journal**, v. 97, p. 28–+, January 1943.
- [157] SHI, L., GU, Q. S., PENG, Z. X. Circumnuclear star-forming activities along the Hubble sequence. **Astronomy and Astrophysics**, v. 450, p. 15–23, April 2006.
- [158] SHIELDS, J. C. Normal O stars in dense media generate LINERs. **Astrophysical Journal Letters**, v. 399, p. L27–L30, November 1992.
- [159] SIGUT, T. A. A., PRADHAN, A. K. Predicted Fe II Emission-Line Strengths from Active Galactic Nuclei. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 145, p. 15–37, March 2003.

- [160] SIMKIN, S. M., SU, H. J., SCHWARZ, M. P. Nearby Seyfert galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 237, p. 404–413, April 1980.
- [161] SIMPSON, C., FORBES, D. A., BAKER, A. C., WARD, M. J. Forbidden Fe⁺ emission from active galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 283, p. 777–797, December 1996.
- [162] SOSA-BRITO, R. M., TACCONI-GARMAN, L. E., LEHNERT, M. D., GALLIMORE, J. F. Integral Field Near-Infrared Spectroscopy of a Sample of Seyfert and LINER Galaxies. I. The Data. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 136, p. 61–98, September 2001.
- [163] STERNBERG, A., DALGARNO, A. The infrared response of molecular hydrogen gas to ultraviolet radiation - High-density regions. **Astrophysical Journal**, v. 338, p. 197–233, March 1989.
- [164] STORCHI-BERGMANN, T., BALDWIN, J. A., WILSON, A. S. Double-peaked broad line emission from the LINER nucleus of NGC 1097. **Astrophysical Journal Letters**, v. 410, p. L11–L14, June 1993.
- [165] STORCHI-BERGMANN, T., NEMMEN, R. S., SPINELLI, P. F., ERACLEOUS, M., WILSON, A. S., FILIPPENKO, A. V., LIVIO, M. Evidence of a Starburst within 9 Parsecs of the Active Nucleus of NGC 1097. **Astrophysical Journal Letters**, v. 624, p. L13–L16, May 2005.
- [166] STORCHI-BERGMANN, T., RAIMANN, D., BICA, E. L. D., FRAQUELLI, H. A. The Frequency of Nuclear Star Formation in Seyfert 2 Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 544, p. 747–762, December 2000.
- [167] STURM, E., ALEXANDER, T., LUTZ, D., STERNBERG, A., NETZER, H., GENZEL, R. Infrared Spectroscopy of NGC 4151: Infrared Space Observatory Observations and Narrow Emission Line Region Line Profiles. **Astrophysical Journal**, v. 512, p. 197–203, February 1999.
- [168] SWAIN, M., VASISHT, G., AKESON, R., MONNIER, J., MILLAN-GABET, R., SERABYN, E., CREECH-EAKMAN, M., VAN BELLE, G., BELETIC, J., BEICHMAN, C., BODEN, A., BOOTH, A., COLAVITA, M., GATHRIGHT, J., HRYNEVYCH, M., KORESKO, C., LE MIGNANT, D., LIGON, R., MENNESSON, B., NEYMAN, C., SARGENT, A., SHAO, M., THOMPSON, R., UNWIN, S., WIZINOWICH, P. Interferometer Observations of

Subparsec-Scale Infrared Emission in the Nucleus of NGC 4151. **Astrophysical Journal Letters**, v. 596, p. L163–L166, October 2003.

- [169] TERLEVICH, E., DIAZ, A. I., TERLEVICH, R. On the behaviour of the IR CA II triplet in normal and active galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 242, p. 271–284, January 1990.
- [170] TERLEVICH, R. The Starburst Model for AGNs. In: ASP CONF. SER. 31: RELATIONSHIPS BETWEEN ACTIVE GALACTIC NUCLEI AND STARBURST GALAXIES, Filippenko, A. V., editor, p. 133–+, 1992.
- [171] TERLEVICH, R., MELNICK, J. Warmers - The missing link between Starburst and Seyfert galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 213, p. 841–856, April 1985.
- [172] THOMPSON, R. I. High-resolution near-infrared spectra of NGC 4151: Line and continuum analysis. **Astrophysical Journal**, v. 445, p. 700–711, June 1995.
- [173] TOKUNAGA, A. T., SELLGREN, K., SMITH, R. G., NAGATA, T., SAKATA, A., NAKADA, Y. High-resolution spectra of the 3.29 micron interstellar emission feature - A summary. **Astrophysical Journal**, v. 380, p. 452–460, October 1991.
- [174] TRAN, H. D. The Nature of Seyfert 2 Galaxies with Obscured Broad-Line Regions. I. Observations. **Astrophysical Journal**, v. 440, p. 565–+, February 1995a.
- [175] TRAN, H. D. The Nature of Seyfert 2 Galaxies with Obscured Broad-Line Regions. II. Individual Objects. **Astrophysical Journal**, v. 440, p. 578–+, February 1995b.
- [176] TRAN, H. D. The Nature of Seyfert 2 Galaxies with Obscured Broad-Line Regions. III. Interpretation. **Astrophysical Journal**, v. 440, p. 597–+, February 1995c.
- [177] TRAN, H. D., MILLER, J. S., KAY, L. E. Detection of obscured broad-line regions in four Seyfert 2 galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 397, p. 452–456, October 1992.
- [178] TURNER, J., KIRBY-DOCKEN, K., DALGARNO, A. The Quadrupole Vibration-Rotation Transition Probabilities of Molecular Hydrogen. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 35, p. 281–+, 1977.

- [179] VACCA, W. D., CUSHING, M. C., RAYNER, J. T. A Method of Correcting Near-Infrared Spectra for Telluric Absorption. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 115, p. 389–409, March 2003.
- [180] VALE, T. B., RIFFEL, R., PASTORIZA, M. G., SANTIAGO, B. X., RICKES, M. G. PACCE: Perl Algorithm to Compute Continuum and Equivalent Widths. **Em preparação**, v. 000, p. 000–000, July 2008.
- [181] VAUGHAN, S., FABIAN, A. C., IWASAWA, K. Rapid X-Ray Variability of Seyfert 1 Galaxies. **Astrophysics and Space Science**, v. 300, p. 119–125, November 2005.
- [182] VEILLEUX, S., GOODRICH, R. W., HILL, G. J. Infrared Spectroscopy of Seyfert 2 Galaxies: A Look through the Obscuring Torus? II. **Astrophysical Journal**, v. 477, p. 631–+, March 1997.
- [183] VIEGAS-ALDROVANDI, S. M., CONTINI, M. A guideline to the interpretation of the narrow emission-line spectra of active galactic nuclei. **Astrophysical Journal**, v. 339, p. 689–699, April 1989.
- [184] WEIGELT, G., WITTKOWSKI, M., BALEGA, Y. Y., BECKERT, T., DUSCHL, W. J., HOFMANN, K.-H., MEN'SHCHIKOV, A. B., SCHERTL, D. Diffraction-limited bispectrum speckle interferometry of the nuclear region of the Seyfert galaxy $\text{J}ASTROBJ_{\text{NGC 1068}}\text{J}$ in the H and K' bands. **Astronomy and Astrophysics**, v. 425, p. 77–87, October 2004.
- [185] WILLS, B. J., NETZER, H., WILLS, D. Broad emission features in QSOs and active galactic nuclei. II - New observations and theory of Fe II and H I emission. **Astrophysical Journal**, v. 288, p. 94–116, January 1985.
- [186] WINGE, C., PETERSON, B. M., HORNE, K., POGGE, R. W., PASTORIZA, M. G., STORCHI-BERGMANN, T. Spectroscopic monitoring of active Galactic nuclei from CTIO. 1: NGC 3227. **Astrophysical Journal**, v. 445, p. 680–690, June 1995.
- [187] WINGE, C., PETERSON, B. M., PASTORIZA, M. G., STORCHI-BERGMANN, T. Spectroscopic Monitoring of Active Galactic Nuclei from CTIO. II. IC 4329A, ESO 141-G55, Arakelian 120, and Fairall 9. **Astrophysical Journal**, v. 469, p. 648–+, October 1996.