

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA

O gás ionizado em galáxias ativas *

Henrique Aita Fraquelli

Tese realizada sob orientação da Dra. Thaisa Storchi Bergmann e apresentada ao Instituto de Física da UFRGS em preenchimento parcial dos requisitos para a obtenção do título de Doutor em Ciências.

Porto Alegre
2002

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

A ciência prevê, e é porque prevê que pode ser útil, e servir de regra de ação.
O Valor da Ciência, Henri Poincaré.

A todos que me apoiaram na realização deste sonho.

Agradecimentos

- À minha orientadora Thaisa Storchi Bergmann, pela orientação e amizade.
- À minha família, pelo apoio e pela inspiração que me fizeram chegar até aqui.
- Ao Doutor Luc Binette pela amizade, incentivo e apoio constante e desinteressado nesta minha caminhada. Em especial por ceder seu código de fotoionização MAPPINGS Ic.
- Aos colegas e amigos PGs da turma do café, Alberto Ardila, Márcio Oliveira (o Papi), José Eduardo da Costa (o famoso Edu), Irapuan Rodrigues (o Irapa), Carlos Dutra (o Chacal) e Nelson Villamizar, passamos momentos incríveis juntos...
- Aos meus amigos da sala M 207 pelo amizade sincera e companheirismo, Antônio Endler, Saulo Schuh, Jules Batista, Leandro Kerber, Omar Silveira, Luís Portella, Gerson Feldman... assim como os que já se “foram” da sala, Ronaldo Erichsen, Rafael Fernandes, Ronaldo Nogara, Rogério Adeodato.
- Aos professores e demais colegas do Departamento de Astronomia, pelo convívio harmonioso, instrutivo e fraterno.
- Ao Arthur Boos e ao Mauro Pedro, pela disposição em solucionar os mais diversos problemas na rede de estações de trabalho e por aparecerem nos domingos e feriados para fazer a rede funcionar.
- Aos funcionários da Biblioteca, pela eficiência e pela atenção.
- Ao CNPq pelo apoio financeiro.

Resumo

Foram analisados espectros óticos de fenda longa de 29 galáxias que hospedam núcleos ativos (AGNs), sendo 6 galáxias Seyfert 1, 18 galáxias Seyfert 2, 4 Rádio-galáxias de linhas estreitas (NLRG) e 1 Rádio-galáxia de linhas largas (BLRG). Estas galáxias apresentam emissão por gás de alta excitação que se estende em alguns casos a 10 kpc do núcleo. O objetivo do presente trabalho consiste em estudar e caracterizar as propriedades físicas da região estendida de linhas estreitas (ENLR) destes objetos bem como propriedades da fonte central.

A distribuição radial de parâmetros que caracterizam o gás emissor em cada galáxia, tais como brilho superficial das linhas de emissão, densidade do gás, massa, extinção e excitação são obtidos. Estes valores característicos são comparados entre as diferentes classes de atividade nuclear presentes em nossa amostra, bem como às propriedades de galáxias normais com o mesmo tipo de Hubble quando possível. Nós encontramos que a massa de gás ionizado é consistente com a hipótese de que o gás é “originado” na fotoionização pela fonte central das nuvens de HI pré-existent na galáxia hospedeira.

Os valores observados das razões entre as linhas estreitas de emissão são comparados com os obtidos através de modelos de fotoionização gerados com o código MAPPINGS Ic, obtendo os parâmetros do modelo – densidade, índice espectral da distribuição de energia e da metalicidade do gás – que melhor reproduzem as observações. Observamos que a variação da abundância química do gás é necessária para explicar o espalhamento nos valores observados. Adicionalmente, comparamos os valores observados com os obtidos com modelos de choques gerados por Dopita & Sutherland. Investigamos também a influência da emissão proveniente de regiões HII ao espectro observado – a qual concluímos ser importante particularmente nas regiões emissoras mais distantes do que ~ 2 kpc do núcleo.

Nós determinamos a luminosidade ionizante da fonte central nos AGNs usando a aproximação de que as nuvens de gás são limitadas por radiação, e obtivemos os correspondentes valores para o fator de cobertura do gás. Esta luminosidade ionizante foi então comparada com a luminosidade observada em *raios-X* na banda 2–10 keV, através de aproximações para a distribuição espectral de energia (SED). Para 9 galáxias Seyfert 2 a luminosidade observada está disponível, e verificamos que nosso método recupera a luminosidade do AGN em *raios-X* – assim como obtida dos dados do satélite ASCA – bem como identifica os 3 casos Compton espessos.

Por fim, investigamos a natureza do contínuo infravermelho (IR) médio e distante – comparando-se a luminosidade observada no IR, calculada a partir dos fluxos IRAS, com a luminosidade predita para um toro que envolve a fonte central absorvendo a radiação incidente e re-emitindo esta no infravermelho. Encontramos que a luminosidade observada no IR é consistente com a luminosidade predita para o *torus*.

Abstract

We analyse optical long-slit spectra of 29 host galaxies of active galactic nuclei (AGNs) – 6 Seyfert 1 galaxies, 18 Seyfert 2 galaxies, 4 narrow-line radio-galaxies (NLRG) and 1 broad-line radio-galaxy (BLRG). These galaxies present high-excitation gas emission that extends up to 10 kpc from the nucleus. The goal of this work is characterize the physical properties of the extended narrow-line region (ENLR) as well as the nuclear source properties of these objects.

The radial distribution of parameters that characterize the emitting gas, such as surface brightness of the emission lines, gas density, mass, extinction and excitation are obtained. These values are compared among the three different nuclear activity classes present in our sample, as well as with the properties of normal galaxies with the same Hubble type whenever possible. We find that the ionized gas mass of the ENLR is consistent with the hypothesis that it is originated from the pre-existing HI gas clouds in the host galaxy photoionized by the nuclear source.

The observed values of the emission line ratios are compared with those obtained from photoionization modeling using the MAPPINGS Ic code, in order to obtain the gas density, spectral index of the energy distribution of the ionizing source and the metallicity of the gas which best reproduce the observations. We observe that a large range of abundances is necessary to explain the scattering of the observational data. In addition, we compare the observed values with the predicted by Dopita & Sutherland for shock modeling. We investigate also the contribution of H II regions to the observed spectra – which we concluded are important for the emission line regions farther than ~ 2 kpc from the nuclear source.

We determine the ionizing luminosity of the nuclear source of the AGNs using the approximation that the gas clouds are radiation bounded, and obtain the corresponding values of the covering factor of the ionized gas. The ionizing luminosity was compared with the observed luminosity in the X-ray 2–10 keV band, available for 9 Seyfert 2 galaxies, and we verify that our method reproduces the observed luminosity and can also identify the 3 Compton-thick cases.

We also investigate the nature of the mid and far infrared continuum – comparing the observed luminosity in the infrared, calculated through the *IRAS* fluxes, with the predicted by a *torus*, which absorbs the nuclear radiation and re-radiate in the infrared. We find that the observed luminosity in the infrared is consistent with the predicted for the *torus*.

Sumário

1. Introdução	1
1.1 Núcleos ativos	1
1.2 O Modelo Unificado	3
1.3 A região estendida de gás emissor	6
1.4 Objetivos e motivação	8
2. Amostra e Observações	10
2.1 A Amostra	10
2.1.1 Galáxias Seyfert 2	12
2.1.2 Galáxias Seyfert 1	25
2.1.3 Rádio galáxias	29
2.2 Observações	34
3. Parâmetros físicos do gás	37
3.1 Distribuição de E(B-V)	37
3.2 Distribuição da densidade eletrônica	39
3.3 Distribuição da luminosidade superficial	42
3.4 Massa de gás ionizado	52
4. A excitação do gás em AGNs	61
4.1 Razões de linhas de emissão utilizadas	61
4.2 Razões de linha vs. distância ao AGN	63
4.2.1 Caracterizando as propriedades gerais de excitação do gás	63
4.2.2 Análise individual das galáxias	70
4.3 Diagramas de diagnóstico	81
5. Modelando o gás emissor de AGNs	89
5.1 Modelos de Fotoionização	89
5.1.1 Sequências de modelos de componente única	90
5.1.2 Sequências de modelos de $A_{M/I}$	91
5.2 Modelos de Choques	106
5.3 Regiões H II e modelos compostos	111
5.4 Avaliação geral dos modelos	115

6. A fonte central	121
6.1 Luminosidade ionizante	121
6.1.1 Fótons ionizantes do H^0 e fator de cobertura do gás	122
6.1.2 Fótons ionizantes do He^+	124
6.2 Comparação entre a luminosidade ionizante predita e as luminosidades observadas em <i>raios-X</i>	128
6.3 Comparação entre a luminosidade predita no IR e a luminosidade observada <i>IRAS</i>	131
7. Conclusões	137
A. The extended gas of Seyfert 2 Galaxies: implications for the nuclear source. Fraquelli, H. A.; Storchi-Bergmann, T.; Levenson, N. A.	143
B. Referências	144

Lista de Figuras

1.1	Mapa de isofotas [OIII] λ 5007 da galáxia NGC 1068 (com contínuo adjacente subtraído), mostrando a morfologia cônica observada no gás de alta excitação (obtida de Pogge 1988a).	4
1.2	Esquema conceitual para a unificação de galáxias Seyfert 1 e Seyfert 2 (escala arbitrária), obtido de Heisler (1998). Um <i>torus</i> de gás e poeira altamente opaco envolve a fonte de contínuo (ponto negro ao centro) e a região de linhas largas (BLR; nuvens próximas do centro). Estas regiões não podem ser vistas diretamente por um observador próximo ao “meio-plano” do <i>torus</i> , ainda que a região de linhas estreitas (NLR) e a região estendida de linhas estreitas (ENLR) possam ser vistas diretamente. Isto levaria este observador a classificar esta galáxia como Seyfert 2. Um observador próximo ao eixo do <i>torus</i> teria a visão “desimpedida” da região nuclear e classificaria a mesma galáxia como uma Seyfert 1. Para um ângulo de visada adequado, o espalhamento da emissão da BLR poderia se dar na direção do observador, que veria esta região em luz polarizada (posição HBLR Seyfert 2).	6
2.1	Distribuição espectral de energia de ESO 417-G6 (NED). $1 \text{ Janski} = 10^{-23} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$. 12	
2.2	Distribuição espectral de energia de Fairall 316 (NED).	13
2.3	Distribuição espectral de energia de CGCG 420-015 (NED).	14
2.4	Distribuição espectral de energia de IC 1816 (NED).	15
2.5	Distribuição espectral de energia de IRAS 11215-2806 (NED).	15
2.6	Distribuição espectral de energia de MCG -05-27-13 (NED).	16
2.7	Distribuição espectral de energia de Mrk 1210 (NED).	17
2.8	Distribuição espectral de energia de Mrk 607 (NED).	17
2.9	Distribuição espectral de energia de NGC 1358 (NED).	18
2.10	Distribuição espectral de energia de NGC 1386 (NED).	19
2.11	Distribuição espectral de energia de NGC 3081 (NED).	20
2.12	Distribuição espectral de energia de NGC 5135 (NED).	21
2.13	Distribuição espectral de energia de NGC 5643 (NED).	21
2.14	Distribuição espectral de energia de NGC 6300 (NED).	22
2.15	Distribuição espectral de energia de NGC 6890 (NED).	23
2.16	Distribuição espectral de energia de NGC 7130 (NED).	23
2.17	Distribuição espectral de energia de NGC 7582 (NED).	24
2.18	Distribuição espectral de energia de Mrk 348 (NED).	25
2.19	Distribuição espectral de energia de Mrk 732 (NED).	26
2.20	Distribuição espectral de energia de NGC 6860 (NED).	27

2.21	Distribuição espectral de energia de MCG -02-33-034 (NED).	27
2.22	Distribuição espectral de energia de NGC 526a (NED).	28
2.23	Distribuição espectral de energia de ESO 362-G18 (NED).	29
2.24	Distribuição espectral de energia de NGC 6814 (NED).	30
2.25	Distribuição espectral de energia de 3C 33 (NED).	31
2.26	Distribuição espectral de energia de PKS 349-27 (NED).	32
2.27	Distribuição espectral de energia de PKS 634-20 (NED).	32
2.28	Distribuição espectral de energia de PKS 745-19 (NED).	33
2.29	Distribuição espectral de energia de Pictor A (NED).	34
2.30	Exemplo de colocação da fenda na obtenção dos espectros de NGC 1358 (à esquerda) e NGC 1386 (à direita). As imagens são orientadas de modo que o Norte está para cima e o Leste para a esquerda. <i>NGC 1358</i> : Mapa de isofotas obtido de Mulchaey et al. (1996), na linha [OIII] λ 5007. A fenda é colocada ao longo do ângulo de posição onde o gás é mais estendido (no caso, P. A. 145°). As janelas de extração utilizadas também são ilustradas. <i>NGC 1386</i> : imagem obtida de Ferruit et al. (2000), com um filtro estreito centrado em [OIII] λ 5007. A fenda é colocada ao longo do ângulo de posição onde o gás é mais estendido (no caso, P. A. 169°). Apenas as janelas de extração mais interiores são ilustradas.	35
2.31	Alguns espectros utilizados neste trabalho.	36
3.1	$E(B - V)$ como função da distância ao núcleo para galáxias Seyfert 2.	40
3.2	Idem à Fig. 3.1, mas para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).	41
3.3	Densidade eletrônica N_e obtida através da razão [S II] como função da distância ao núcleo para galáxias Seyfert 2. Símbolos abertos são posições onde N_e encontra-se no regime de baixa densidade (assumido como 50 cm^{-3}).	43
3.4	Idem à Fig. 3.3, mas para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).	44
3.5	Distribuição da luminosidade superficial de $H\alpha$ (símbolos cheios), [O III] λ 5007 (símbolos vazados) e do contínuo 5000 \AA (estrelas) para galáxias Seyfert 2 em unidades de $[\text{erg}] [\text{s}^{-1}] [\text{pc}^{-2}]$	47
3.6	Idem à Fig. 3.5, mas para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita), em unidades de $[\text{erg}] [\text{s}^{-1}] [\text{pc}^{-2}]$	48
3.7	Comparação entre o brilho superficial do $H\alpha$ e do [O III] para galáxias Seyfert 1. <i>Círculo preenchido</i> : núcleo (NLR); <i>círculo vazado</i> : $r \leq 2 \text{ kpc}$; <i>asterisco</i> : $r > 2 \text{ kpc}$. Acima à esquerda: todas as regiões emissoras; acima à direita: núcleo; embaixo à esquerda: $r \leq 2 \text{ kpc}$; embaixo à direita: $r > 2 \text{ kpc}$. Para referência, a linha contínua corresponde à $L_{[\text{O III}]}^{\text{area}} = L_{H\alpha}^{\text{area}}$, a linha tracejada mostra $L_{[\text{O III}]}^{\text{area}} = 3 L_{H\alpha}^{\text{area}}$ e a linha pontilhada mostra $L_{[\text{O III}]}^{\text{area}} = 0.3 L_{H\alpha}^{\text{area}}$	49
3.8	Idem à Fig. 3.7, mas para galáxias Seyfert 2.	50
3.9	Idem à Fig. 3.7, mas para Rádio-galáxias.	51

3.10	Galáxias Seyfert 2. Símbolos cheios: razão entre a massa de gás ionizado (em massas solares) e a luminosidade da banda B (não corrigida por efeito de extinção derivado pelo gás), em função da distância ao núcleo. Símbolos vazados: mesma razão com L_B corrigida por 40% da extinção derivada para o gás. A linha pontilhada representa o valor médio da razão entre a massa de HI e a luminosidade na banda B para galáxias de mesmo tipo de Hubble (Roberts & Haynes 1994). . . .	55
3.11	Idem à Fig. 3.10, mas para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).	56
3.12	Galáxias Seyfert 2. Símbolos cheios: massa de gás ionizado (em massas solares) por unidade de área em função da distância ao núcleo. Símbolos vazados: massa de estrelas (em massas solares) por unidade de área em função da distância ao núcleo. A linha pontilhada representa o valor médio da massa superficial de HI para galáxias de mesmo tipo de Hubble (Roberts & Haynes 1994).	59
3.13	Idem à Fig. 3.12, mas para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).	60
4.1	Histogramas das razões entre linhas de emissão. Da esquerda para a direita: Seyfert 2, Seyfert 1 e Rádio-galáxias. <i>Rajado opaco</i> : região nuclear; <i>linha contínua forte</i> : $r \leq 2 \text{ kpc}$; <i>Rajado menos denso</i> : $r > 2 \text{ kpc}$. Os números dentro dos painéis indicam o número de regiões utilizadas no histograma – da esquerda para a direita: núcleo, $r \leq 2 \text{ kpc}$ e $r > 2 \text{ kpc}$	64
4.2	Histogramas das razões entre linhas de emissão. Da esquerda para a direita: Seyfert 2, Seyfert 1 e Rádio-galáxias. <i>Rajado opaco</i> : região nuclear; <i>linha contínua forte</i> : $r \leq 2 \text{ kpc}$; <i>Rajado menos denso</i> : $r > 2 \text{ kpc}$. Os números dentro dos painéis indicam o número de regiões utilizadas no histograma – da esquerda para a direita: núcleo, $r \leq 2 \text{ kpc}$ e $r > 2 \text{ kpc}$	65
4.3	Distribuição espacial da razão $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ para galáxias Seyfert 2.	73
4.4	Distribuição espacial da razão $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).	74
4.5	Distribuição espacial da razão $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ para galáxias Seyfert 2.	76
4.6	Distribuição espacial da razão $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).	77
4.7	Distribuição espacial da razão $[\text{NII}]/[\text{OII}]$ para galáxias Seyfert 2.	78
4.8	Distribuição espacial da razão $[\text{NII}]/[\text{OII}]$ para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).	79
4.9	Distribuição espacial da razão $[\text{OI}]/[\text{OIII}]$ para galáxias Seyfert 2.	82
4.10	Distribuição espacial da razão $[\text{OI}]/[\text{OIII}]$ para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).	83
4.11	Diagrama de diagnóstico $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ vs. $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ para galáxias Seyfert 2. <i>Círculo preenchido</i> : região nuclear; <i>círculo vazado</i> : $r \leq 2 \text{ kpc}$; <i>asterisco</i> : $r > 2 \text{ kpc}$. A linha contínua representa uma sequência de modelos $A_{M/I}$. A linha pontilhada define a fronteira da região ocupada por regiões H II e AGNs (obtida de Veilleux & Osterbrock 1987), a linha tracejada define a fronteira empírica entre núcleos Seyfert e LINERs enquanto a linha tracejada-ponto reproduz uma sequência de modelos de regiões H II (obtida de McCall et al. 1985).	85

4.12	Idem à figura 4.11 para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).	86
4.13	Diagrama de diagnóstico [OIII]/H β vs. [OII]/[OIII] para galáxias Seyfert 2. <i>Círculo preenchido</i> : região nuclear; <i>círculo vazado</i> : $r \leq 2 \text{ kpc}$; <i>asterisco</i> : $r > 2 \text{ kpc}$. A linha contínua representa uma sequência de modelos $A_{M/I}$	87
4.14	Idem à figura 4.13 para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).	88
5.1	Sequências de modelos de componente única (modelos de U) comparados aos dados de galáxias Seyfert 1. <i>Círculo preenchido</i> : núcleo; <i>círculo vazado</i> : $r \leq 2 \text{ kpc}$; <i>asterisco</i> : $r > 2 \text{ kpc}$. As sequências mostram gás com densidades iguais a 5 cm^{-3} , 50 cm^{-3} , 500 cm^{-3} e 5000 cm^{-3} (modelos <i>a</i> , <i>b</i> , <i>c</i> e <i>d</i> , respectivamente). As linhas tracejadas mostram as sequências de modelos em que se deixa escapar 10% e 30% da radiação ionizante incidente (modelos <i>e</i> e <i>f</i>), para gás com densidade igual à 500 cm^{-3} . Modelos adotam índice espectral α igual a 1.3 e metalicidade solar. A linha pontilhada define a fronteira da região ocupada por regiões H II e AGNs (obtida de Veilleux & Osterbrock 1987) enquanto a linha tracejada-ponto reproduz uma sequência de modelos de regiões H II (obtido de McCall, Rybski & Shields 1985).	92
5.2	Idem à Fig. 5.1 para Galáxias Seyfert 2.	93
5.3	Idem à Fig. 5.1 para Rádio-galáxias, porém com a linha tracejada mostrando uma sequência de modelos em U em que se deixa escapar apenas 3% da radiação ionizante incidente.	94
5.4	Sequências de modelos de componente única (modelos de U) para várias densidades do gás comparados às observações. Topo: Rádio-galáxias. Meio: galáxias Seyfert 2. Embaixo: galáxias Seyfert 1. <i>Círculo preenchido</i> : núcleo; <i>círculo vazado</i> : $r \leq 2 \text{ kpc}$; <i>asterisco</i> : $r > 2 \text{ kpc}$. As sequências mostram gás com densidades iguais a 5 cm^{-3} , 50 cm^{-3} , 500 cm^{-3} e 5000 cm^{-3} (modelos <i>a</i> , <i>b</i> , <i>c</i> , e <i>d</i> , respectivamente). As linhas tracejadas mostram as sequências de modelos em que se deixa escapar 10% e 30% da radiação ionizante incidente (modelos <i>e</i> e <i>f</i>), para gás com densidade igual à 500 cm^{-3} . Os modelos adotam SED com índice espectral igual a 1.3 e gás com metalicidade solar.	95
5.5	Sequências de modelos $A_{M/I}$ para várias densidades do gás comparados aos dados de galáxias Seyfert 1. <i>Círculo preenchido</i> : núcleo; <i>círculo vazado</i> : $r \leq 2 \text{ kpc}$; <i>asterisco</i> : $r > 2 \text{ kpc}$. As sequências mostram gás com densidades na componente IB iguais a 5 cm^{-3} , 50 cm^{-3} , 500 cm^{-3} , 5000 cm^{-3} e 10000 cm^{-3} (modelos <i>a</i> , <i>b</i> , <i>c</i> , <i>d</i> e <i>e</i> , respectivamente). A linha tracejada mostra a sequência de modelos em que se deixa escapar 3% da radiação ionizante incidente, para gás com densidade na componente IB igual à 500 cm^{-3} . Os modelos adotam índice espectral α igual a 1.3 e metalicidade solar. A linha pontilhada define a fronteira entre a região ocupada por regiões H II e AGNs (obtida de Veilleux & Osterbrock 1987) enquanto a linha tracejada-ponto reproduz uma sequência de modelos de regiões H II (obtido de McCall, Rybski & Shields 1985).	98
5.6	Idem à Fig. 5.5 para galáxias Seyfert 2.	99
5.7	Idem à Fig. 5.5 para Rádio-galáxias.	100

- 5.8 Sequências de modelos $A_{M/I}$ para várias densidades do gás comparados às observações. Topo: Rádio-galáxias. Meio: galáxias Seyfert 2. Embaixo: galáxias Seyfert 1. *Círculo preenchido*: núcleo; *círculo vazado*: $r \leq 2 \text{ kpc}$; *asterisco*: $r > 2 \text{ kpc}$. As sequências mostram gás com densidades na componente IB iguais a 5 cm^{-3} , 50 cm^{-3} , 500 cm^{-3} , 5000 cm^{-3} e 10000 cm^{-3} e 60000 (modelos *a*, *b*, *c*, *d*, *e* e *f*, respectivamente). A linha tracejada mostra a sequência de modelos em que se deixa escapar 3% da radiação ionizante, para gás com densidade na componente IB igual à 500 cm^{-3} (galáxias Seyfert 2 e Rádio-galáxias) e 60000 cm^{-3} (galáxias Seyfert 1). Os modelos adotam SED com índice espectral igual a 1.3 e gás com metalicidade solar. 101
- 5.9 Sequências de modelos $A_{M/I}$ para fonte ionizante com diferentes índices espectrais comparados aos dados das galáxias Seyfert 1. *Círculo preenchido*: núcleo; *círculo vazado*: $r \leq 2 \text{ kpc}$; *asterisco*: $r > 2 \text{ kpc}$. As sequências mostram SEDs com $\alpha=2.0, 1.6, 1.3, 1.0$ e 0.7 (modelos *a*, *b*, *c*, *d* e *e*, respectivamente). A linha tracejada mostra a sequência de modelos em que se deixa escapar 3% da radiação ionizante, para SED com $\alpha=1.3$. Os modelos adotam gás com densidade na componente IB igual à 500 cm^{-3} e metalicidade solar. A linha pontilhada define a fronteira entre a região ocupada por regiões H II e AGNs (obtida de Veilleux & Osterbrock 1987) enquanto a linha tracejada-ponto reproduz uma sequência de modelos de regiões H II (obtido de McCall, Rybski & Shields 1985). 102
- 5.10 Idem à Fig. 5.9 para galáxias Seyfert 2. 103
- 5.11 Idem à Fig. 5.9 para Rádio-galáxias. 104
- 5.12 Sequências de modelos $A_{M/I}$ para fonte ionizante com diferentes índices espectrais comparados às observações. Topo: Rádio-galáxias. Meio: galáxias Seyfert 2. Embaixo: galáxias Seyfert 1. *Círculo preenchido*: núcleo; *círculo vazado*: $r \leq 2 \text{ kpc}$; *asterisco*: $r > 2 \text{ kpc}$. As sequências mostram SEDs com $\alpha=2.0, 1.6, 1.3, 1.0$ e 0.7 (modelos *a*, *b*, *c*, *d* e *e*, respectivamente). Os modelos adotam gás com densidade na componente IB igual à 500 cm^{-3} e metalicidade solar. 105
- 5.13 Sequências de modelos $A_{M/I}$ para gás com diferentes metalicidades comparados aos dados de galáxias Seyfert 1. *Círculo preenchido*: núcleo; *círculo vazado*: $r \leq 2 \text{ kpc}$; *asterisco*: $r > 2 \text{ kpc}$. As sequências mostram gás com metalicidade solar, $0.50 Z_{\odot}$ ($Z_N=0.50 Z_{\odot}$), $0.50 Z_{\odot}$ ($Z_N=0.32 Z_{\odot}$), $2 Z_{\odot}$ ($Z_N=3.62 Z_{\odot}$) e $3 Z_{\odot}$ ($Z_N=7.90 Z_{\odot}$) – modelos *a*, *b*, *c*, *d* e *e*, respectivamente. A linha tracejada mostra a sequência de modelos em que se deixa escapar 3% da radiação ionizante, para gás com metalicidade solar. Os modelos adotam gás com densidade na componente IB igual à 500 cm^{-3} e índice espectral da SED igual a 1.3. A linha pontilhada define a fronteira entre a região ocupada por regiões H II e AGNs (obtida de Veilleux & Osterbrock 1987) enquanto a linha tracejada-ponto reproduz uma sequência de modelos de regiões H II (obtido de McCall, Rybski & Shields 1985). 107
- 5.14 Idem à Fig. 5.13 para galáxias Seyfert 2. 108
- 5.15 Idem à Fig. 5.13 para Rádio-galáxias. 109

5.16 [NII]/[OII] como indicador da metalicidade do gás. As sequências mostram gás com metalicidade solar Z_{\odot} , $0.50 Z_{\odot}$ ($Z_N=0.50 Z_{\odot}$), $0.50 Z_{\odot}$ ($Z_N=0.32 Z_{\odot}$), $2 Z_{\odot}$ ($Z_N = 3.62 Z_{\odot}$) e $3 Z_{\odot}$ ($Z_N = 7.90 Z_{\odot}$) – modelos *a*, *b*, *c*, *d* e *e*, respectivamente. Os modelos adotam gás com densidade igual à 500 cm^{-3} e índice espectral da SED igual a 1.3. A linha tracejada mostra a sequência de modelos com densidade na componente IB igual a 60000 cm^{-3} e gás com metalicidade $2 Z_{\odot}$ ($Z_N = 3.62 Z_{\odot}$). Topo: Rádio-galáxias. Meio: galáxias Seyfert 2. Embaixo: galáxias Seyfert 1. *Círculo preenchido*: núcleo; *círculo vazado*: $r \leq 2 \text{ kpc}$; *asterisco*: $r > 2 \text{ kpc}$ 110

5.17 Modelos de choques (linha contínua) e choques + precursor (linha tracejada) desenvolvidos por Dopita & Sutherland (1996a) comparados aos dados de galáxias Seyfert 1. *Círculo preenchido*: núcleo; *círculo vazado*: $r \leq 2 \text{ kpc}$; *asterisco*: $r > 2 \text{ kpc}$. O números ao longo dos modelos indicam a velocidade do choque em km s^{-1} . A linha pontilhada define a fronteira entre a região ocupada por regiões HII e AGNs (obtida de Veilleux & Osterbrock 1987) enquanto a linha tracejada-ponto reproduz uma sequência de modelos de regiões HII (obtido de McCall, Rybski & Shields 1985). 112

5.18 Idem à Fig. 5.17 para galáxias Seyfert 2. 113

5.19 Idem à Fig. 5.17 para Rádio-galáxias. 114

5.20 Mistura $A_{M/I}$ - R_{HII} comparados aos dados de galáxias Seyfert 1. *Círculo preenchido*: núcleo; *círculo vazado*: $r \leq 2 \text{ kpc}$; *asterisco*: $r > 2 \text{ kpc}$. Sequência $A_{M/I}$ pura representada como linha contínua com contribuições crescentes de R_{HII} de 10%, 30%, 50%, 70%, 90% (linhas tracejadas) até espectro R_{HII} puro (estrela vazada; ver texto para parâmetros adotados). A linha pontilhada define a fronteira entre a região ocupada por regiões HII e AGNs (obtida de Veilleux & Osterbrock 1987) enquanto a linha tracejada-ponto reproduz uma sequência de modelos de regiões HII (obtido de McCall, Rybski & Shields 1985). 116

5.21 Idem à Fig. 5.20 para galáxias Seyfert 2. 117

5.22 Idem à Fig. 5.20 para Rádio-galáxias. 118

5.23 [NII]/[OII] como indicador de metalicidade do gás. Linhas contínuas representam sequências $A_{M/I}$ que adotam gás com densidade na componente IB igual à 500 cm^{-3} e SED com índice espectral $\alpha = 1.3$. A estrela vazada representa regiões HII. Linhas tracejadas representam previsões dos modelos compostos. Modelo *a* corresponde a gás com metalicidade 0.5 vezes a solar ($[\text{N}/\text{H}] = 0.32 [\text{N}/\text{H}]_{\odot}$) enquanto que modelo *b* corresponde à gás com metalicidade solar. Topo: Rádio-galáxias. Meio: galáxias Seyfert 2. Embaixo: galáxias Seyfert 1. *Círculo preenchido*: núcleo; *círculo vazado*: $r \leq 2 \text{ kpc}$; *asterisco*: $r > 2 \text{ kpc}$ 119

6.1 Os símbolos representam a taxa mínima de fótons ionizantes irradiada pela fonte AGN Q'_{AGN} para galáxias Seyfert 2, calculada a partir da luminosidade $H\beta$ de cada janela de extração para $C = 1$, para as geometrias de caixa (símbolos vazados) e cônica (símbolos cheios). A linha tracejada representa o valor da taxa total de fótons ionizantes Q_{AGN} calculada na seção 6.1.1. 125

6.2 Idem à Fig. 6.1 mas para outras três galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita). 126

6.3	Q_{AGN} versus luminosidade $H\alpha$ da NLR. Círculos vazados, círculos cheios e estrelas representam respectivamente galáxias Seyfert 1, Seyfert 2 e Rádio-galáxias.	130
6.4	Índice espectral $\alpha_{\text{HeII}/\text{H}\beta}$ versus a razão $[\text{O}_{\text{m}}]/\text{H}\beta$. Círculos vazados, círculos cheios e estrelas representam respectivamente galáxias Seyfert 1, Seyfert 2 e Rádio-galáxias.	134
6.5	Comparação entre N_{H}^{X} e $N_{\text{H}}^{\text{pred}}$ para galáxias Seyfert 2 (veja a Tabela 6.3 para a identificação das galáxias).	135
6.6	$L_{\text{IR}}^{\text{tot}}$ versus $L_{\text{IR}}^{\text{pred}}$ (veja a Tabela 6.3 para a identificação das galáxias).	135
6.7	$L_{\text{IR}}^{\text{warm}}/L_{\text{IR}}^{\text{tot}}$ versus $L_{\text{IR}}^{\text{pred}}$ (veja a Tabela 6.3 para a identificação das galáxias). . . .	136

Lista de Tabelas

2.1	Propriedades da amostra e das observações.	11
3.1	Parâmetros ajustados às distribuições de brilho superficial $L = L_0 (r/100 pc)^\delta$ para cada galáxia, e o valor médio para grupos distinguidos por classe de atividade e por tipo morfológico de Hubble da galáxia hospedeira. L_0 em unidades de [erg] [s ⁻¹] [pc ⁻²].	46
3.2	Massa de gás ionizado derivada para a NLR+ENLR e para a NLR (núcleo), a fração $\frac{M_{H^+}}{L_B}$ da NLR para L_B não corrigida pela extinção interna e considerando extinção interna igual a 40% de $E(B-V)_{gas}$ e a massa superficial $M_{H^+}^{area}$ de gás ionizado derivada para a NLR. O valor médio e o intervalo dos valores separados por classe de atividade e por tipo morfológico de Hubble da galáxia hospedeira também são mostrados.	58
4.1	Médias, desvios padrões σ e o número de espectros observados (N) das razões entre linhas de emissão de galáxias Seyfert 1. <i>Nuc</i> : região nuclear, <i>Int</i> : $r \leq 2 kpc$ e <i>Ext</i> : $r > 2 kpc$	63
4.2	Médias, desvios padrões σ e o número de espectros observados (N) das razões entre linhas de emissão de galáxias Seyfert 2. <i>Nuc</i> : região nuclear, <i>Int</i> : $r \leq 2 kpc$ e <i>Ext</i> : $r > 2 kpc$	66
4.3	Médias, desvios padrões σ e o número de espectros observados (N) das razões entre linhas de emissão de Rádio-galáxias. <i>Nuc</i> : região nuclear, <i>Int</i> : $r \leq 2 kpc$ e <i>Ext</i> : $r > 2 kpc$	66
6.1	Taxas de fótons ionizantes Q ([fótons] [s ⁻¹]) e fator de cobertura para a NLR usando-se Q_{AGN}	124
6.2	Densidades coluna de H I N_H (em unidades de cm ⁻²) e luminosidades em raios-X.	131
6.3	Luminosidades no infravermelho.	134

Capítulo 1

Introdução

1.1 Núcleos ativos

Até aproximadamente a metade do século XX acreditava-se que a energia emitida pelas galáxias era produzida quase que exclusivamente por estrelas. A partir do descobrimento das rádio galáxias e posteriormente pela identificação e reconhecimento dos quasares (do inglês “quasistellar radio sources”) esta crença foi derrubada. Os espectros nucleares destes objetos apresentavam muitas linhas de emissão de alta ionização. Estes núcleos galácticos eram invariavelmente muito luminosos e as linhas de emissão mais largas que as linhas de absorção de galáxias normais.

Em 1908 Fath já havia observado, ao estudar os espectros das nebulosas espirais mais brilhantes, que o espectro nuclear de NGC1068 embora apresentando linhas de absorção – interpretadas como sendo devidas a um contínuo de população estelar – também apresentava seis linhas de emissão, reconhecidas na época como características de nebulosas planetárias. Atualmente, estas linhas são conhecidas como [OII] λ 3727Å, [NeIII] λ 3769Å, H β e [OIII] $\lambda\lambda$ 4363,4959,5007Å. Algum tempo depois foram obtidos melhores espectros para NGC1068 (Slipher 1917, Hubble 1926) e para NGC4051 e NGC4151 (Hubble 1926), e as mesmas linhas de emissão foram encontradas.

Aproximadamente duas décadas mais tarde Carl Seyfert (1943) publicou um importante trabalho em que estas e outras galáxias foram estudadas, separando na amostra de objetos observados uma pequena fração que apresentava linhas de emissão de alta ionização no espectro nuclear. Os núcleos destes objetos eram de alta luminosidade e suas linhas de emissão eram mais largas que as linhas de baixa excitação que apareciam no espectro do núcleo de diversas galáxias normais. Estas características – linhas de emissão largas que cobrem um grande intervalo de ionização, provenientes de um núcleo pequeno e brilhante – definem a classe de objetos conhecidos como galáxias Seyfert. Eles são o tipo mais comum de AGN’s (do inglês “active galactic nuclei”), mas são raros comparados com os núcleos típicos de galáxias (não ativos).

Anos depois as galáxias Seyfert passaram a ser consideradas como possíveis membros da família dos quasares, a partir do momento em que se descobriu que seus espectros eram muito semelhantes. Atualmente se sabe que a emissão dos núcleos de algumas galáxias é uma fração significativa da energia total emitida por estas. Nos casos mais extremos (quasares) esta emissão chega a 99% do total, atribuindo-se o restante 1% a estrelas (Lawrence 1987).

Definem-se então núcleos ativos de galáxias (AGN’s) como aqueles em que seu grau de atividade (ou grau de excitação) é tal que não pode ser explicado em termos de processos estelares simples ou diretamente relacionados a estes (Filippenko 1989). Os objetos que apresentam estas

características são os quasares, QSO's (do inglês "QuasiStellar Objects"), galáxias Seyfert, rádio-galáxias e possivelmente uma parte das galáxias IRAS luminosas (Osterbrock 1989, Antonucci 1993). Ainda segundo Osterbrock (1989), quasares são a classe de AGN's mais rara e também mais luminosa, enquanto que as rádio galáxias e as galáxias Seyfert são as mais numerosas e as menos intrinsecamente luminosas. Tanto do ponto de vista observacional quanto do teórico, QSO's e galáxias Seyfert parecem ser o mesmo tipo de objeto, com nomes diferentes por corresponderem a fontes de alta e baixa luminosidade, respectivamente, de uma sequência contínua de objetos fisicamente similares. Schmidt & Green (1983), com base nesta idéia, introduziram uma classificação em que AGN's em galáxias mais luminosas que $M_B = -23$ (magnitude absoluta) são QSO's, enquanto que AGN's em galáxias menos luminosas que $M_B = -23$ são galáxias Seyfert. A luminosidade de um núcleo destes, com $M_B = -23$, integrada em todas as frequências observadas ($10^{10}\text{Hz} \leq \nu \leq 10^{25}\text{Hz}$) resulta em $L \simeq 2 \times 10^{46} \text{ ergs} \cdot \text{s}^{-1}$. Esta energia é muito maior do que a que se pode obter por um núcleo formado apenas por estrelas. O único processo que parece ser capaz de explicar tal quantidade de energia é a liberação de energia gravitacional em um disco de acreção que gira em torno de um buraco negro central massivo. A matéria próxima ao centro da galáxia perde momento angular e é acretada a partir do disco por este buraco negro (Peterson 1997). Esta energia é irradiada ao longo de todo o espectro de energia, desde os raios- γ e raios-X até as frequências de rádio.

Khachikian & Weedman (1974) dividiram as galáxias Seyfert em dois grupos, Seyfert 1 e Seyfert 2. As galáxias Seyfert 1 têm linhas muito largas de Balmer, HeI e HeII, com larguras a meia-altura (FWHM - *full width at half maximum*) que vão desde 3000 até 10000 $\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$. Observam-se também linhas de emissão estreitas proibidas e permitidas de HI, [OIII] $\lambda\lambda 4959, 5007 \text{ \AA}$, HeII, [NII] $\lambda\lambda 6548, 6583 \text{ \AA}$, [SII] $\lambda\lambda 6717, 6731 \text{ \AA}$. A largura típica destas linhas, embora maior que as das nebulosas planetárias e regiões HII, é menor que as das permitidas largas, com FWHM's típicos entre 500-1000 $\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$. O espectro das galáxias Seyfert 2 está formado por linhas estreitas proibidas e permitidas, geralmente com valores de FWHM da mesma ordem. Segundo Osterbrock (1984) ainda se pode usar uma classificação intermediária, na qual Seyfert 1.5 são galáxias cujos espectros apresentam linhas de Balmer com componentes estreitas e largas de intensidade comparável, enquanto que Seyfert 1.8 e 1.9 possuem componente larga relativamente fraca em $H\alpha$ e componente larga muito fraca (Seyfert 1.8) ou não detectável (Seyfert 1.9) em $H\beta$. Outra importante diferença entre o espectro de galáxias Seyfert é o contínuo: Seyferts de tipo 1 apresentam contínuo dominado por uma componente tipo lei-de-potência (*featureless continuum*), enquanto que Seyferts de tipo 2 têm seu contínuo dominado pela população estelar.

A partir destas observações espectroscópicas surgiu um modelo no qual separa-se o núcleo em duas regiões distintas: uma região onde são formadas as linhas estreitas (*Narrow-Line Region* - NLR) e outra onde são formadas as linhas largas (*Broad-Line Region* - BLR). A ausência de emissão de linhas proibidas proveniente da BLR se atribui ao fato delas serem desexcitadas colisionalmente nesta região, o que implica altas densidades eletrônicas. Na NLR a densidade é menor, tornando possível a existência das linhas proibidas. Segundo Osterbrock (1993) pode-se calcular, com base nas razões das linhas de emissão da NLR, que a temperatura eletrônica nesta região é da ordem de $T \simeq 10^4 \text{ K}$ e a densidade $N_e < 10^4 \text{ cm}^{-3}$. Na BLR a temperatura média também é da ordem de $T \simeq 10^4 \text{ K}$. Em algumas galáxias Seyfert 1 é possível a observação de uma componente larga na linha de emissão semi-proibida CIII] $\lambda 1909$, sendo possível estimar um limite superior para a densidade eletrônica da BLR na região emissora de CIII] $\lambda 1909$, equivalente

à densidade crítica desta linha $N_e \simeq 10^{9.5} \text{ cm}^{-3}$.

Também pode-se estimar a massa e a dimensão destas regiões, sendo a massa da ordem de $M \simeq 10^6 M_\odot$ e o raio da ordem de 100-1000 pc para a NLR (medido em imagens obtidas com filtros estreitos [OIII], $H\alpha$ + [NII]), enquanto que a BLR possui $M \simeq 10 M_\odot$ e raio de aproximadamente 0.1 pc. Filippenko, Ho & Sargent (1993) obtiveram espectros e imagens da galáxia Seyfert 1 mais próxima, NGC4395, com o telescópio espacial Hubble (HST), encontrando que a BLR desta galáxia não é resolvida e que um limite superior para o seu diâmetro é 0.7 pc.

A baixa temperatura do gás e o grande intervalo de ionização dos elementos ([OI], [NI], [OIII] e [NeV], entre outros) observados no espectro de AGN's, sugerem que a NLR seja fotoionizada e que o espectro ionizante se estenda para as altas energias, o que é confirmado por observações recentes nas regiões espectrais do ultravioleta (UV), raios-X e raios- γ (Alloin *et al.* 1995). Um contínuo ionizante que tem forma de uma lei de potência do tipo

$$F_\nu \propto \nu^{-\alpha} \quad (1.1)$$

pode ser assumido, estendendo-se praticamente ao longo de todo o intervalo espectral (desde os raios-X duros até o infravermelho (IR) e o rádio). Observam-se geralmente excessos acima deste contínuo no IR e no UV e variabilidade em fluxo e no perfil tanto de linhas permitidas largas como no contínuo. Mathews & Ferland (1987) introduziram em seus modelos uma lei de potência com diferentes índices espectrais para diferentes bandas de energia (raios-X a rádio) que reproduz melhor os dados observacionais.

1.2 O Modelo Unificado

Duas maneiras de explicar a ausência de linhas largas e contínuo “featureless” detectáveis de Seyfert 2 foram propostas (e. g. Antonucci 1993):

- estas galáxias não apresentam estas componentes;
- estas componentes existem, mas estão parcialmente ou totalmente bloqueadas, ao longo da linha de visada.

Vários elementos motivaram a elaboração de um modelo unificado que explicasse de uma mesma forma as galáxias Seyferts de tipo 1 e tipo 2. Em 1977, Rowan-Robinson encontrou que Seyferts 2 têm excesso de emissão no IR devido à poeira quando comparadas com Seyferts 1. Num trabalho de 1980, Keel observou uma deficiência de galáxias Seyfert 1 próximas vistas de lado (*edge-on*). Ao examinar a visibilidade do núcleo em uma amostra de galáxias espirais próximas ele encontrou que este efeito é muito grande para ser explicado em termos de uma absorção pelo disco galáctico de galáxias normais. Ele sugeriu então que como os núcleos Seyfert são bem pequenos, nuvens densas próximas ao núcleo bloqueariam a visão deste. Lawrence & Elvis (1982) realizaram um estudo estatístico de várias propriedades de galáxias Seyfert (raios-X, emissão de linhas estreitas e largas), e encontraram que pelo menos as Seyfert 2 mais luminosas devem possuir contínuo “featureless” e BLR absorvidos pela poeira – também encontraram que a deficiência de Seyferts 1 *edge-on* encontrada por Keel (1980) era apenas um efeito de amostra.

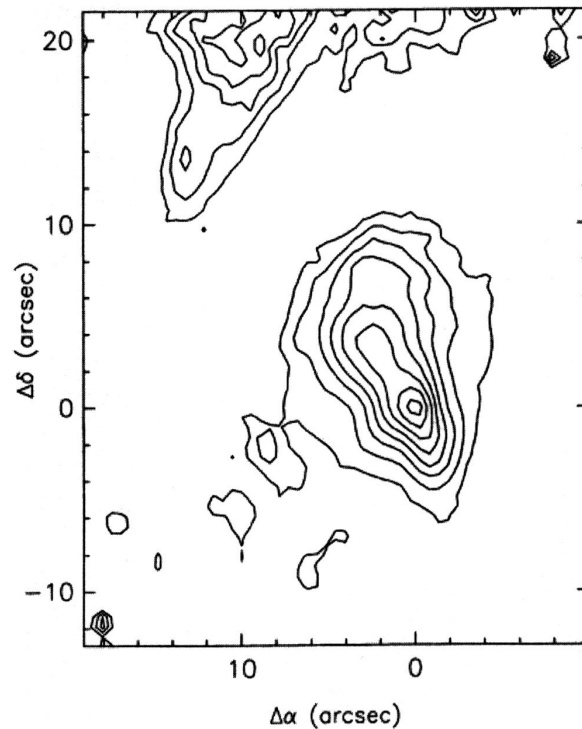


Fig. 1.1: Mapa de isofotas $[OIII]\lambda 5007$ da galáxia NGC 1068 (com contínuo adjacente subtraído), mostrando a morfologia cônica observada no gás de alta excitação (obtida de Pogge 1988a).

Antonucci & Miller (1985) observaram um espectro de Seyfert 1 na galáxia Seyfert 2 NGC1068, visível em luz plano-polarizada, o que levou à interpretação de que esta galáxia possui uma BLR escondida no núcleo e que a radiação que escapa ao longo do eixo da BLR é espalhada na direção da Terra. A polarização do contínuo “featureless” de NGC1068 é alta ($\simeq 16\%$) e independente do comprimento de onda, o que levou à interpretação de que o agente espalhador seja elétrons e não poeira. Este resultado foi confirmado por Code *et al.* (1993), com observações na região do ultravioleta distante feitas por satélite. Em outro trabalho, Antonucci (1993) obteve que a razão entre a luminosidade de raios-X e das linhas largas de NGC1068 é semelhante à de Seyferts 1 – isto sugere que os raios-X também são espalhados na nossa direção, o que reforça a idéia de que os agentes espalhadores são elétrons.

Pogge (1988a) através de imagens $[OIII]\lambda 5007$ e $H\alpha$ encontrou uma estrutura de alta excitação com forma de cone em NGC1068 (ver Figura 1.1); Evans *et al.* (1991) posteriormente confirmaram esta estrutura em observações com o HST. A existência deste cone pode ser explicada como sendo devida a um toro circumnuclear com muita poeira que obstrui a visão direta do núcleo, fazendo com que a radiação escape da região nuclear de forma anisotrópica, sendo colimada na forma de cone pelo toro.

O vértice do cone de NGC1068 coincide com a posição do megamaser nuclear de H_2O (Clausen & Lo 1986) e com uma nuvem nuclear de $7 \times 10^{10} M_{\odot}$ de H_2 , detectada com observações de CO (Planesas, Scoville & Myers 1991). Evans *et al.* (1991) presumem que o maser e a emissão de CO são provenientes do toro. Medidas da emissão HCN foram feitas por Jackson *et al.* (1993) e os resultados encontrados são compatíveis com os da emissão CO – o que reforça a idéia da

presença de um toro molecular que obscurece e colima a radiação emitida pelo núcleo.

Observações das galáxias NGC1068, Mrk3 e Mrk573 com filtros de banda estreita centrados em [OIII] e $H\alpha$ e filtros largos centrados em 3600Å e 6100Å, mostram que estas galáxias apresentam um excesso de emissão no UV próximo, coincidente com a emissão estendida de gás ionizado, ao longo do eixo de rádio, sendo que as regiões de mais alta emissão ou excitação não coincidem com o núcleo (Pogge & De Robertis 1993). Eles interpretam que estas regiões atuariam como “espelhos” que espalhariam a luz nuclear na direção da Terra.

Observações espectropolarimétricas foram realizadas também em outras galáxias (Miller & Goodrich 1990, Tran, Miller & Kay 1992), sendo que boa parte delas apresentaram linhas largas em luz polarizada. Os valores encontrados para a polarização da luz nuclear para estas galáxias foram, contudo, menores. Alguns dos objetos observados por Miller & Goodrich apresentam um aumento da polarização para o azul, o que sugere que poeira deve estar contribuindo para a reflexão da luz nuclear.

O imageamento com filtros estreitos [OIII] e $H\alpha$ foi feito também para outras galáxias, encontrando-se em várias delas cones de ionização estendendo-se de ~ 60 pc até 20 kpc (Peterson 1997), visíveis em [OIII] ou em mapas de excitação, que podem ser obtidos dividindo-se a imagem [OIII] pela imagem $H\alpha$ (Bergeron, Petitjean & Durret 1989; Corbin, Baldwin & Wilson 1988; Haniff, Ward & Wilson 1991; Pogge 1988a, 1988b, 1989; Schmitt, Storchi-Bergmann & Baldwin 1994; Schulz 1990; Storchi-Bergmann & Bonatto 1991; Storchi-Bergmann, Wilson & Baldwin 1992; Wilson *et al.* 1993). Os ângulos de abertura destas morfologias cônicas tipicamente estão na faixa $\sim 30^\circ$ — 100° (Peterson 1997). Segundo Wilson (1992), existe uma tendência geral de que galáxias que apresentam jatos em rádio apresentem emissão do gás no ótico alinhadas com estas estruturas – isto se deveria à ejeção de plasma (emissor de rádio) que gera choques com o meio-interestelar. Schmitt *et al.* (2001) encontram que em média a extensão da emissão em rádio de Seyferts 1 é menor que a de Seyferts 2 por um fator de 2–3, como previsto pelo modelo unificado.

Uma série de artigos teóricos sobre modelos unificados foi feita por Krolik e colaboradores (e.g. Pier & Krolik 1992a). Estes modelos apresentam um toro molecular com poeira, sendo que sua face interna se encontra a alguns parsecs da fonte central. Krolik & Begelman (1988) apontam que é difícil, do ponto de vista teórico, entender como um toro de poeira de espessura geométrica grande, pode ser mantido estável. Pier & Krolik (1992b) mostraram posteriormente que a pressão de radiação pode manter o toro estável.

Mulchaey, Mushotzky & Weaver (1993) examinaram dados em raios-X de uma amostra de galáxias Seyfert 2 detectadas no UV, encontrando que estas possuem altas densidades de coluna ($N_H \approx 10^{22}$ - 10^{24} cm^{-2}) em quase toda amostra. Estes autores acreditam que a presença de emissão UV combinada com absorção de raios-X duros indica a existência de uma geometria especial, que deve ter as propriedades gerais do modelo unificado. Seus resultados são consistentes com o modelo segundo o qual os fótons de raios-X duros são vistos diretamente através do material obscurador do toro, enquanto que os fótons óticos, UV e de raios-X moles são vistos espalhados.

A idéia de que Seyferts 2 são na verdade galáxias Seyfert 1 cujas BLR estão escondidas da visão direta, foi então reforçada. Isto fez com que aumentasse o interesse no estudo de um modelo

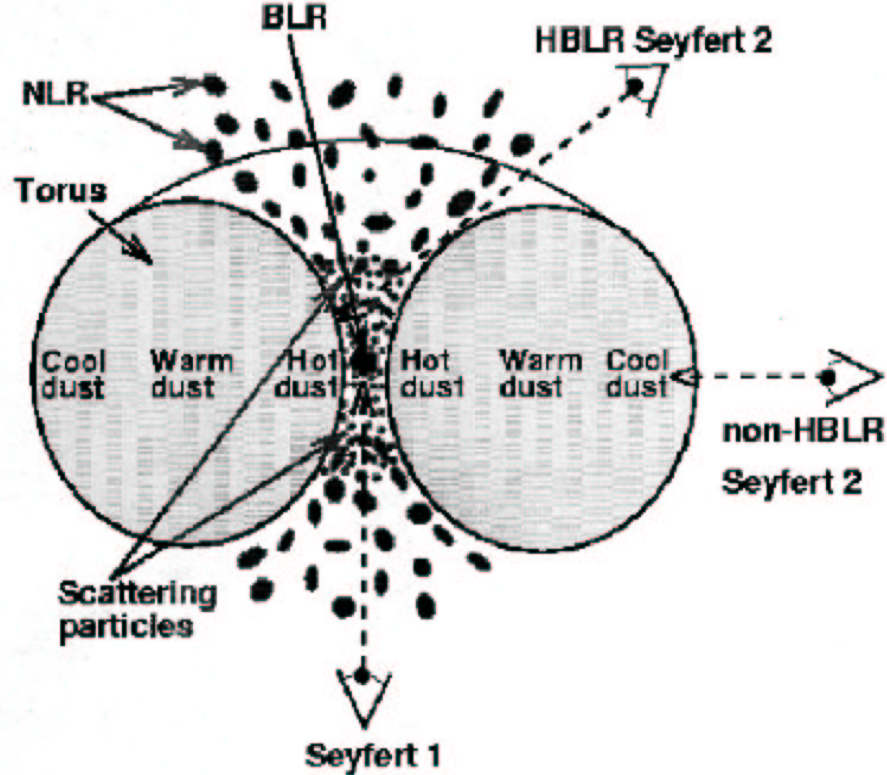


Fig. 1.2: Esquema conceitual para a unificação de galáxias Seyfert 1 e Seyfert 2 (escala arbitrária), obtido de Heisler (1998). Um torus de gás e poeira altamente opaco envolve a fonte de contínuo (ponto negro ao centro) e a região de linhas largas (BLR; nuvens próximas do centro). Estas regiões não podem ser vistas diretamente por um observador próximo ao “meio-plano” do torus, ainda que a região de linhas estreitas (NLR) e a região estendida de linhas estreitas (ENLR) possam ser vistas diretamente. Isto levaria este observador a classificar esta galáxia como Seyfert 2. Um observador próximo ao eixo do torus teria a visão “desimpedida” da região nuclear e classificaria a mesma galáxia como uma Seyfert 1. Para um ângulo de visada adequado, o espalhamento da emissão da BLR poderia se dar na direção do observador, que veria esta região em luz polarizada (posição HBLR Seyfert 2).

que unificasse os AGN’s Seyferts de tipo 1 com os de tipo 2, onde sua classificação dependesse apenas da direção a partir do qual o núcleo é visto, em relação à linha de visada.

O modelo unificado assume o seguinte cenário: as galáxias Seyfert 2 são Seyferts 1 nas quais a fonte central e a região de linhas largas estão ocultas da visão direta, provavelmente por um toro de gás e poeira. Este toro colima a radiação ionizante que escapa, produzindo morfologias cônicas no gás de alta excitação. Em Seyferts de tipo 1 é possível observar diretamente a fonte central e a região de linhas largas (Figura 1.2).

1.3 A região estendida de gás emissor

Recentemente convencionou-se dividir a região emissora de linhas estreitas em duas partes: a região de linhas estreitas (NLR) e a região estendida de linhas estreitas (ENLR). A primeira é

praticamente não resolvida para a maioria das galáxias Seyfert enquanto que a segunda pode se estender a distâncias de vários kpc do núcleo (Unger et al. 1987).

A baixa dispersão de velocidades ($\text{FWHM} \leq 45 \text{ km s}^{-1}$) e o campo de velocidades ordenado, característico de rotação galáctica normal, sugerem que a ENLR é fisicamente distinta da região de linhas estreitas (NLR) clássica (Unger et al. 1987). A grande extensão espacial, a alta excitação e as propriedades cinemáticas da ENLR indicam sua origem no gás ambiente do disco e/ou halo da galáxia sendo fotoionizado pelo campo de radiação nuclear.

Neste trabalho pretendemos investigar as propriedades da ENLR de modo a caracterizá-la tanto quanto possível com os dados observacionais de que dispomos.

As duas técnicas mais utilizadas para investigar as propriedades da ENLR são o imageamento e a espectroscopia. O imageamento nos revela que o gás ionizado emissor está submetido aparentemente a um campo de radiação ionizante colimado nas proximidades da fonte central, como revelam os cones de ionização mencionados anteriormente, os quais também são observados no infravermelho (Barbosa 2002¹).

Além da cinemática – mostrando que o campo de velocidades é consistente com a rotação galáctica – a espectroscopia nos permite determinar parâmetros físicos do gás tais como massa, excitação, densidade, brilho superficial, metalicidade, extinção, profundidade ótica, dispersão de velocidades, etc. Até o presente momento, muitos trabalhos têm sido realizados de modo a determinar a relevância e o domínio nos valores de cada uma destas propriedades. Contudo, embora já seja bem aceito que a ENLR possui um campo de velocidades bastante diferente do observado na NLR (sendo portanto aceito que as propriedades cinemáticas são razoavelmente bem conhecidas dentro das aproximações necessárias para comparar modelos e observações), pouco se sabe sobre como é a transição entre as propriedades da NLR e da ENLR no restante das propriedades não cinemáticas.

Durret (1990) – utilizando a técnica de espectroscopia de fenda longa aplicada a 15 galáxias ativas (LINERs e Seyferts) – sugeriu que o gás ionizado nas regiões nucleares é melhor reproduzido por um modelo composto, que inclui fotoionização por um contínuo não estelar e ionização por choques, do que apenas por fotoionização. Já sobre o gás ionizado associado à região estendida, conclui que este não pode ser simplesmente fotoionizado por estrelas OB locais.

Veilleux et al. (1995) apresentam o trabalho mais generalizado disponível na literatura no que diz respeito às propriedades da região estendida. Neste trabalho são analisados os espectros de 200 galáxias luminosas no IR (LIGs), entre as quais 19 galáxias ativas de várias classes de atividade - principalmente galáxias Seyfert 2 e LINERs, com as janelas de extração correspondendo a um valor fixo de 2 kpc na galáxia em questão. Para as emissões LINERs, Veilleux et al. concluem que o mecanismo dominante na produção das linhas de emissão é a ionização por choques, enquanto para as Seyferts, a produção das linhas se daria através de fotoionização por um contínuo nuclear energético de um AGN.

Com relação à extinção, Veilleux et al. (1995) concluem que a região nuclear de Seyferts LIGs é levemente menos avermelhada do que nos objetos LINERs e H II. Encontraram ainda que a distribuição da poeira nas Seyferts LIGs é geralmente concentrada no núcleo, em concordância

¹ BARBOSA, F. K. B. Morfologia de galáxias Seyfert no infravermelho – emissão e contínuo. Porto Alegre: Curso de Pós-Graduação em Física-UFRGS, dissertação de mestrado. 2002.

com o pico da distribuição de gás molecular observado nestas galáxias e nos gradientes negativos observados nas densidades [SII]. Entretanto, perfis invertidos na distribuição da poeira (ou seja, que o obscurecimento por poeira diminui no núcleo) são observados em 3 AGNs (uma Seyfert 2 e duas LINERs) da amostra investigada.

Ferruit, Wilson & Mulchaey (2000) analisaram uma amostra de 14 galáxias *early-type* usando dados do *telescópio espacial Hubble* (HST) obtidos com a câmera planetária de campo largo 2 (WFPC2) e concluíram que todas apresentam "assinaturas" de poeira na região nuclear. Concluíram que a poeira influencia fortemente a morfologia da luz estelar e do gás ionizado. Cinco dos 14 objetos parecem ter uma significativa parte da emissão $H\alpha+[NII]$ originada em regiões HII.

1.4 Objetivos e motivação

No presente trabalho, apresentaremos espectroscopia de fenda longa na região ótica do espectro obtida ao longo da ENLR de uma amostra de galáxias Seyfert e Rádio-galáxias. Juntamente com observações no infravermelho (obtidas com o satélite *IRAS*) e em *raios-X duros* (obtidas com o satélite *ASCA*) utilizaremos estes dados espectroscópicos para:

1) Caracterizar os parâmetros físicos do gás de modo a obter estimativas dos domínios de massa, densidade e brilho superficial do gás emissor de linhas bem como da extinção a que está submetido. Questões que tentaremos responder são: Qual a massa de gás ionizado típica da ENLR de galáxias ativas? Qual sua densidade típica? O gás é distribuído de forma difusa ou está "agrupado" na forma de nuvens? Qual a dispersão no grau da excitação do gás emissor de AGNs?

2) Investigar como é a distribuição espacial dos parâmetros físicos caracterizados anteriormente. Até o presente momento pouco se sabe sobre as propriedades físicas da distribuição do gás na vizinhança do AGN além de estudos individuais que utilizam metodologias diferentes e estudos com amostras reduzidas. A massa de gás ionizado "cai" com a distância à fonte central? Como é a distribuição da densidade? Como é o comportamento da extinção a que está submetido o gás? Existe algum padrão na distribuição espacial da excitação do gás? Existe um raio de influência do fenômeno AGN?

3) Através da caracterização do gás investigar se as propriedades físicas são diferentes para as distintas classes de atividade, Seyfert 1, Seyfert 2 e Rádio-galáxias. Pode-se fazer alguma distinção entre galáxias Seyfert e Rádio-galáxias de nossa amostra baseando-se no espectro ótico? Esta conclusão permanece a mesma quando analisamos gás ionizado mais distante da fonte central?

4) Através da utilização de diagramas diagnóstico, investigar a origem da emissão estendida do gás ionizado, procurando determinar a influência de parâmetros que caracterizam tanto a fonte ionizante como o gás ionizado – utilizando-se para isto de modelos de fotoionização (e.g. Fraquelli et al. 2000a).

Em particular, se a emissão anisotrópica é devida ao obscurecimento do núcleo por um toro de poeira, espera-se que a taxa de fótons ionizantes vista por este gás seja maior do que a que "vemos" diretamente da fonte, que está bloqueada pelo *torus*. Logo, uma análise a ser feita é a do cálculo da taxa de fótons ionizantes vista pelo gás, Q_{AGN} , da NLR e ENLR em comparação com a taxa de fótons ionizantes, Q_{nuc} , observada "diretamente" da fonte.

Podemos obter a taxa de fótons ionizantes vista pelo gás emissor Q_{AGN} (obtida através de modelos de fotoionização) a partir da observada na Terra, Q_{sum} . Este cálculo foi feito antes – porém com metodologia diferente da que utilizaremos – para as galáxias NGC1068 (Baldwin *et al.* 1987), NGC4151 (Penston *et al.* 1990), Mrk573 (Tsvetanov & Walsh 1991), NGC3281 (Storchi-Bergmann *et al.* 1992a) e NGC5643 (Schmitt *et al.* 1994), Fraquelli (1997) e Fraquelli *et al.* (2000a) onde em todas foi encontrado que Q_{AGN} é maior que o observado na Terra, o que indica anisotropia. Para isto utilizaremos o código de fotoionização MAPPINGS Ic (Ferruit *et al.* 1997), com o objetivo de determinar a luminosidade ionizante mínima necessária para reproduzir os fluxos observados aqui na Terra.

5) Através da luminosidade observada nas linhas de emissão, procurar estimar a luminosidade da fonte central e comparar esta luminosidade com luminosidades observadas em *raios-X duros* e no infravermelho (IR) – particularmente importantes e características em AGNs.

5.1) Emissão em *raios-X duros* (≥ 2 keV) é característica da alta excitação associada ao fenômeno AGN e é utilizada, portanto, para caracterizar atividade em galáxias. Assumindo a forma da distribuição espectral de energia (SED) ionizante em AGNs e estimando sua luminosidade, derivamos a luminosidade em *raios-X duros* na banda 2–10 keV – que pode ser comparada com dados observados com o satélite ASCA, permitindo a obtenção da coluna de material que eventualmente obscurece a emissão nesta banda de energia.

5.2) Se o *torus* de poeira está realmente presente, espera-se que ele reemita no infra-vermelho. Pretendemos então calcular a luminosidade do *torus* de poeira no IR. Storchi-Bergmann *et al.* (1992b) utilizaram este procedimento para um grupo de 9 galáxias Seyfert 2 que apresentam cones de ionização. O resultado encontrado foi compatível com a existência de um *torus* de poeira em torno do núcleo nesta amostra de galáxias. O método consiste em determinar a luminosidade incidente no *torus* capaz de aquecer os grãos de poeira existentes neste (fótons com λ no intervalo de 100\AA – $1\mu\text{m}$), assumir então que todos são reemitidos no infravermelho médio (12– $25\mu\text{m}$) e distante (60– $100\mu\text{m}$) – e então comparar com os fluxos observados nas bandas IRAS.

Capítulo 2

Amostra e Observações

Este capítulo tem por objetivo descrever as propriedades da amostra utilizada e os dados observacionais óticos envolvidos neste trabalho. Estes dados observacionais compreendem espectros de fenda longa obtido no Observatório Interamericano de Cerro Tololo (CTIO) com o telescópio de 4 metros *Blanco*.

2.1 A Amostra

Neste trabalho selecionamos 29 galáxias ativas observadas anteriormente pela Dra. Thaisa Storchi Bergmann – e utilizadas em uma série de trabalhos que investigaram as características da população estelar na região nuclear de galáxias ativas – de modo a investigar as propriedades físicas do gás emissor da NLR e da ENLR bem como inferir algumas propriedades da fonte central a partir das propriedades do gás. Destas 29 galáxias, 6 são Seyfert 1, 18 são Seyfert 2 e 5 são Rádio-galáxias (sendo uma Rádio-galáxia de linhas largas, BLRG, e 4 Rádio-galáxias de linhas estreitas, NLRG).

Contamos então com uma amostra ampla que compreende aproximadamente 40% das galáxias Seyfert 2 do catálogo de Veron-Cetty & Veron¹ (2000), que podem ser observadas do hemisfério sul, com $z < 0.02$ e luminosidade na linha de emissão do $[\text{OIII}]\lambda 5007$ maior que $10^{40} \text{ erg s}^{-1}$. Adicionalmente, a amostra contém as galáxias CGCG 420-015 e MCG -05-27-13 que obedecem o critério da luminosidade $[\text{OIII}]$ mas são mais distantes, com $z = 0.029$ e $z = 0.024$, respectivamente. Embora o número de galáxias Seyfert 1 e Rádio-galáxias seja bem menor que o de galáxias Seyfert 2, ele permite investigar tendências que indiquem semelhanças e/ou diferenças entre galáxias ativas de classes distintas.

Informação relevante da amostra é apresentada na Tabela 2.1: atividade, tipo morfológico de Hubble obtido no banco de dados extragalático NED² (*Nasa-Ipac Extragalactic Database*), velocidade radial v (NED), magnitude absoluta na banda B obtida no banco de dados extragalático LEDA³ (*Lyon-Meudon Extragalactic Database*), inclinação da galáxia com relação ao plano de visada, e o $E(B-V)$ da Via-Láctea na direção da galáxia observada (NED).

¹ VERON-CETTY, M. P.; VERON, P. Catalog of Quasars and active galactic nuclei, 9th Ed., ESO Scientific Report 19, p. 1, 2000.

² <http://nedwww.ipac.caltech.edu>

³ <http://civr.univ-lyon1.fr/~leda>

Tab. 2.1: *Propriedades da amostra e das observações.*

Id	Galáxia	Morfologia ^a	v^a (km s ⁻¹)	Distância ^b (Mpc)	M_B^c (mag)	data obs.	p.a. (°)	Escala (pc/arcsec)	i^b (°)	$E(B - V)_G^a$ (mag)
1	ESO 417-G6 ^d	(R)SA0/a	4792	63.89	-19.78	6/7 Jan 94	155	310	30.7	0.02
2	Fairall 316 ^d	S0	4772	63.63	-19.94	6/7 Jan 94	100	308	44.4	0.19
3	CGCG 420-015 ^d	E/S0a	8811	115.4	-20.69	6/7 Jan 94	40	570	12.5	0.07
4	IC 1816	(R'L)SA:(s:)a	5086	67.81	-20.61	6/7 Jan 94	90	328	33.1	0.03
5	IRAS 11215-2806	S0	4047	53.96	-20.97	5/6 Jan 94	145	262		0.09
6	MCG -05-27-13	(R)SB(r)a	7263	277.8	-22.79	6/7 Jan 94	0	470	45.1	0.06
7	Mrk 1210	Sa	3910	52.13	-19.38	5/6 Jan 94	163	253	5.80	0.02
8	Mrk 607 ^d	Sa:sp	2716	36.21	-19.68	6/7 Jan 94	135	176	67	0.02
9	NGC 1358 ^d	SAB(r)0/a	3980	53.07	-20.60	6/7 Jan 94	145	257	53.6	0.03
10	NGC 1386	SB(s)0 ⁺	741	9.88	-17.94	6/7 Jan 94	169	48	90.0	0.01
11	NGC 3081	(R)SAB(r)0/a	2164	28.85	-19.69	28/29 Maio 92	73	140	51.7	0.03
12	NGC 5135	SB(l)ab	3959	52.79	-20.99	29/30 Maio 92	30	256	45.2	0.06
13	NGC 5643	SAB(rs)c	1066	14.21	-20.75	28/29 Maio 92	90	69	30.6	0.13
14	NGC 6300	SB(rs)bc	997	14.80	-20.29	28/29 Maio 92	124	63	54.6	0.12
15	NGC 6890	(R')SA(r:)ab	2459	40.71	-19.74	29/30 Maio 92	153	159	40.1	0.01
16	NGC 7130	Sa pec	4850	64.67	-21.20	20/30 Maio 92	143	314	33.2	0.03
17	NGC 7582	SB(s)ab	1551	20.68	-20.27	6/7 Jan 94	67	100	70.1	0.01
18	Mrk 348 ^d	SA(s)0/a	4669	62.25	-20.36	6/7 Dez 94	170	302	46.5	0.06
19	Mrk 732 ^d	E+ pec	8763	116.84	-21.87	6/7 Dez 94	55	560	28.6	0.02
20	NGC 6860	(R')SB(r)ab	4462	58.47	-20.63	28/29 Maio 92	70	283	55.6	0.04
21	MCG -02-33-034 ^d	Sa	4386	58.48	-19.89	6/7 Dez 94	25	284	53.6	0.05
22	NGC 526a ^d	S0 pec?	5725	76.83	-19.66	5/6 Jan 94	124	372	74.2	0.03
23	ESO 362-G18 ^d	S0/a	3790	48.04	-19.79	6/7 Dez 94	55	233	51.3	0.02
24	NGC 6814	SAB(rs)bc	1563	22.35	-20.65	29/30 Maio 92	161	108	64.6	0.18
25	3C 33 ^e	E	17750	226.82		6/7 Dec 94	65	1100		0.03
26	Pks 349-27 ^e	E	19846	252.34	-20.48	5/6 Jan 94	82	1222	59.7	0.01
27	Pks 634-20 ^e	E	16548	212.06	-21.02	5/6 Jan 94	139	1027	44.9	0.19
28	Pks 745-19 ^e	E	30819	382.00	-22.93	6/7 Dez 94	150	2133	44.5	
29	Pictor A	(R')SA0 ⁰ pec	10510	136.81	-19.77	6/7 Dez 94	71	660	50.1	0.04

^a NED

^b $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$

^c LEDA

^d imagem em filtro estreito disponível em Mulchaey et al. (1996)

^e imagem em filtro estreito disponível em Baum et al. (1988)

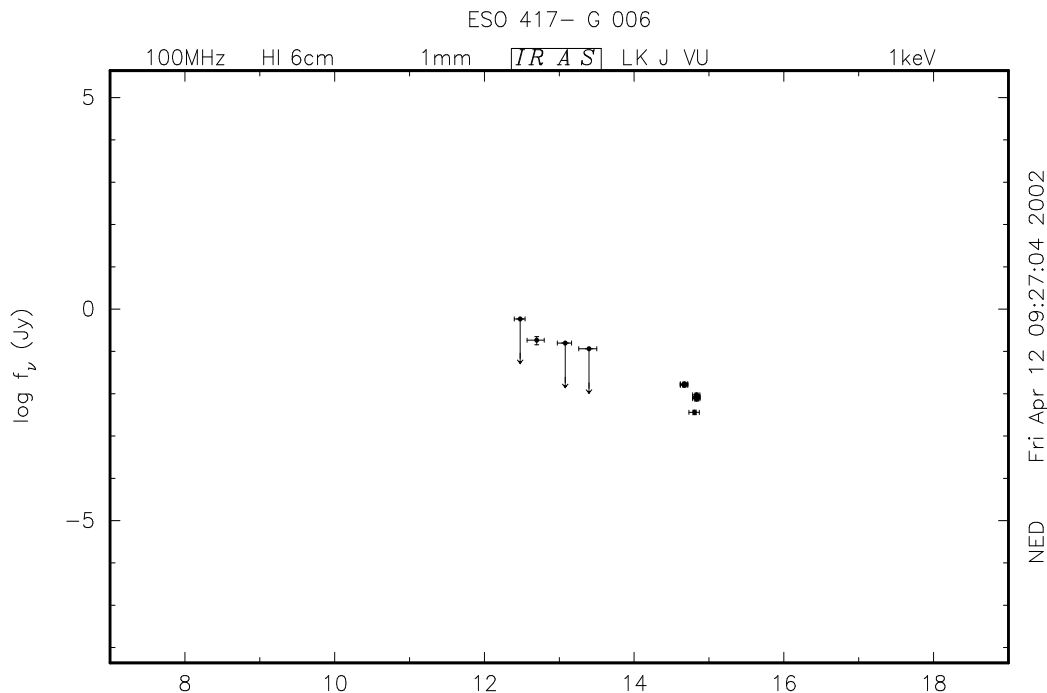


Fig. 2.1: Distribuição espectral de energia de ESO 417-G6 (NED). 1 Janski = $10^{-23} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$.

2.1.1 Galáxias Seyfert 2

ESO 417-G6

ESO 417-G6 possui classificação morfológica de Hubble (R)SA0/a? (NED) e “redshift” igual a 0.01629. A Fig. 2.1 mostra a distribuição espectral de energia (daqui para frente SED) obtida do NED para ESO 417-G6.

A imagem [OIII] mostra uma extensão linear para o noroeste e sudeste do núcleo (Mulchaey, Wilson & Tsvetanov 1996a; daqui em diante MWT96a). A emissão $H\alpha + [NII]$ é mais uniformemente distribuída. O mapa de excitação (construído pela razão entre as imagens [OIII] e $H\alpha + [NII]$) sugere que a emissão estendida de alta excitação é restrita à região noroeste do núcleo.

As largas equivalentes associadas às linhas de absorção originadas na população estelar não apresentam gradiente ao longo da região que contém a emissão estendida (Cid Fernandes, Storchi-Bergmann & Schmitt 1998, daqui para frente CFSBS98), apresentando valores típicos de *templates* S3 (Bica 1988).

Como utilizaremos os *templates* de Bica (1988) para caracterizar de forma aproximada a população estelar das galáxias e revisar suas propriedades já “conhecidas”, convém descrever seu significado. Como descrito por CFSBS98, estes *templates* representam sequências de contribuição crescente de componentes jovens, de S1 até S7 e de E1 até E8. Os *templates* S1–S3 e E1–E6 são compostos por estrelas velhas ($\geq 5 \times 10^9$ anos) e de idade intermediária ($5 \times 10^8 - 10^9$ anos), diferindo principalmente na contribuição de estrelas de diferentes metalicidades. De *templates* S4 a S7 e de E7 a E8 temos uma contribuição crescente de estrelas jovens ($< 10^8$ anos), as quais podem alcançar tanto como 65% (para S7) e 20% (para E8) do fluxo em $\lambda 5870\text{\AA}$.

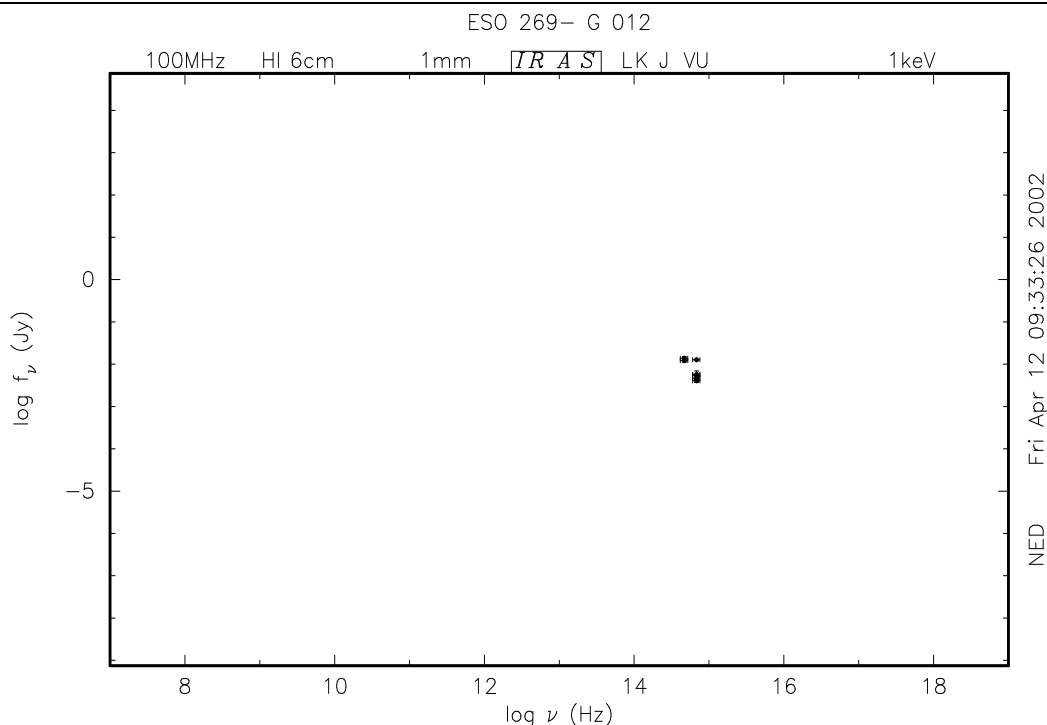


Fig. 2.2: Distribuição espectral de energia de Fairall 316 (NED).

Fairall 316

Fairall 316 possui classificação morfológica de Hubble S0 e um redshift $z=0.1651$. A Fig. 2.2 mostra a SED obtida do NED para Fairall 316.

O mapa de isofotas apresentado por MWT96a mostra que a emissão do gás é bastante estendida na direção do ângulo de posição do eixo maior desta galáxia. Os valores das larguras equivalentes associadas às linhas de absorção originadas na população estelar não apresentam gradiente (CFSBS98), apresentando valores típicos de *templates* de população velha do bojo (Storchi-Bergmann et al. 2000).

CGCG 420-015

CGCG 420-015 possui classificação morfológica de Hubble Sa e um redshift $z=0.02939$. A Fig. 2.3 mostra a SED obtida do NED para CGCG 420-015.

A imagem [OIII] mostra uma emissão estendida na forma de halo (MWT96a) enquanto que a emissão rádio detectada possui uma extensão de 210 pc ao longo do P.A. = 135° (Schmitt et al. 2001). Os valores das larguras equivalentes são indicativos de um *template* S3 no núcleo, com a banda G e o Mg mostrando um pequeno gradiente para *template* S2 mais para fora. A síntese da população estelar do espectro nuclear desta galáxia mostra que ela é dominada por estrelas velhas (Schmitt et al. 1999).

IC 1816

IC 1816 possui classificação morfológica de Hubble (R'L)SA:(s)a e um redshift $z=0.016945$. A Fig. 2.4 mostra a SED obtida do NED para IC 1816.

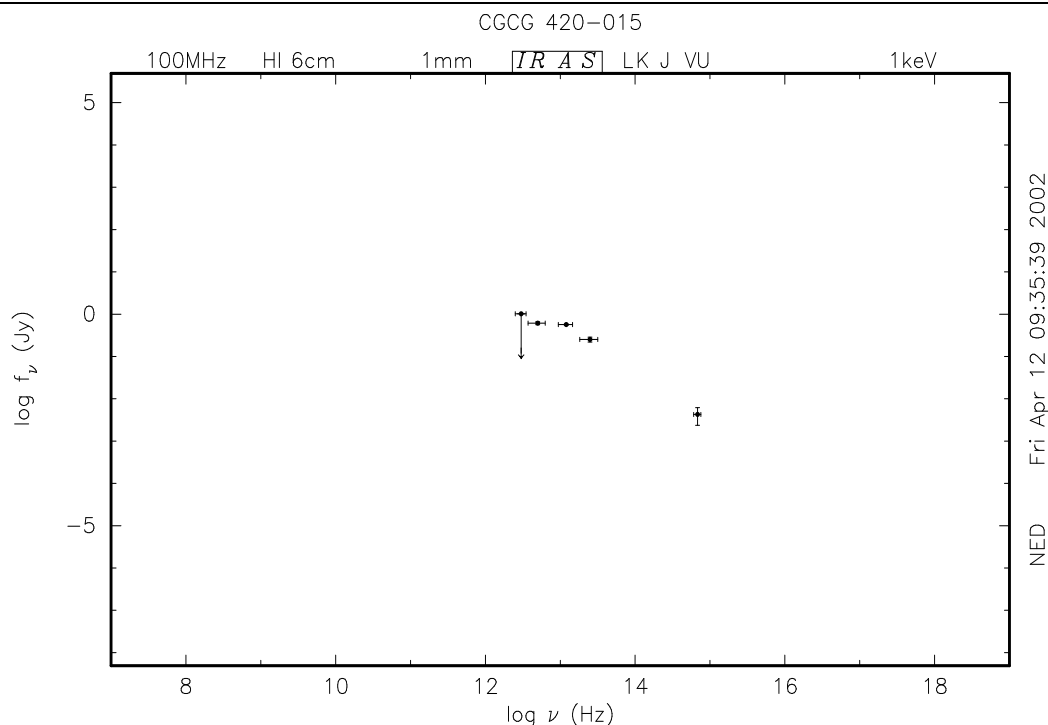


Fig. 2.3: Distribuição espectral de energia de CGCG 420-015 (NED).

As larguras equivalentes apresentam valores típicos de *template* S3 nos 4'' centrais (CFSBS98). Este valores decrescem para valores típicos de *template* S5 a 8'' do núcleo.

IRAS 11215-2806

IRAS 11215-2806 possui classificação morfológica de Hubble S0 e um redshift $z=0.01350$. A Fig. 2.5 mostra a SED obtida do NED para IRAS 11215-2806.

As larguras equivalentes das linhas de absorção apresentam um gradiente que indica a diluição por um contínuo azul, com as larguras equivalentes na banda G e CaII K sendo consistentes com um *template* S4 no núcleo e S2 nas regiões mais externas (CFSBS98). A população estelar do núcleo desta galáxia é dominada por estrelas velhas (Schmitt et al. 1999).

Schmitt et al. (2001) descrevem a presença de vários *blobs* rádio, os mais fortes estendendo-se por 200 pc ao longo do P.A. 75°, e um mais fraco localizado a 400 pc a sudoeste do núcleo (P.A. 226°).

MCG -05-27-13

MCG -05-27-13 possui classificação morfológica de Hubble (R)SB(r)a? e um redshift $z = 0.02389$. A Fig. 2.6 mostra a SED obtida do NED para MCG -05-27-13.

As larguras equivalentes das linhas de absorção são típicas do *template* S3 no núcleo, mudando para S1 mais para fora, o que sugere diluição por um contínuo azul (CFSBS98). Possui emissão rádio estendida por 1530 pc ao longo do P.A. 2°, mostrando o núcleo, um *blob* destacado para o norte e uma fonte difusa para o sul (Schmitt et al. 2001).

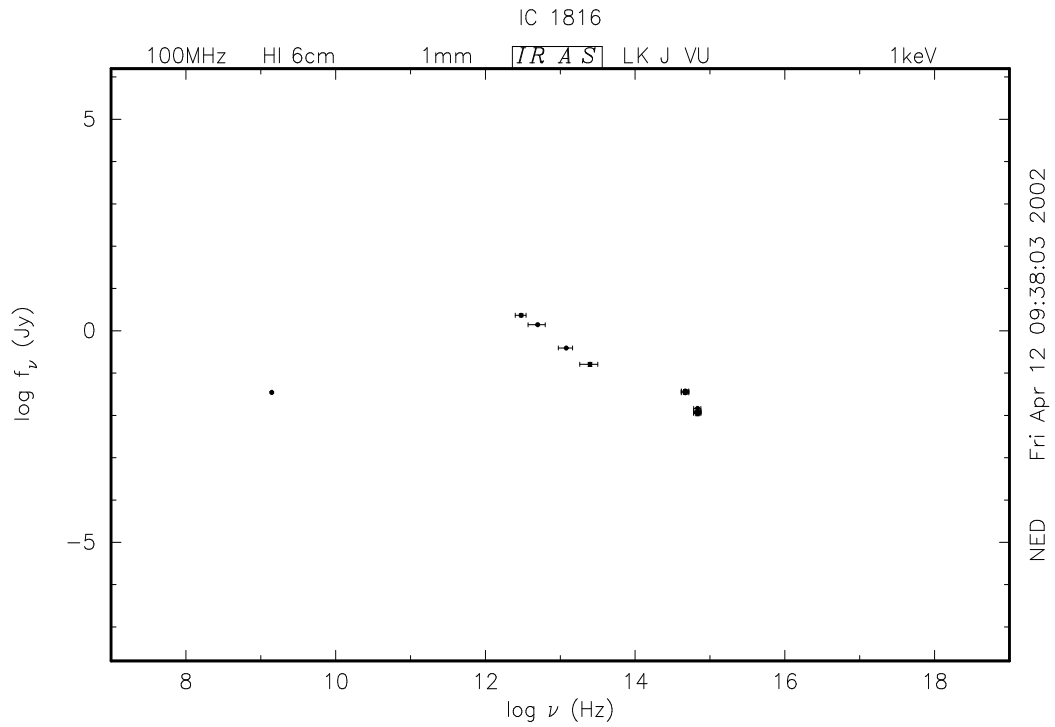


Fig. 2.4: Distribuição espectral de energia de IC 1816 (NED).

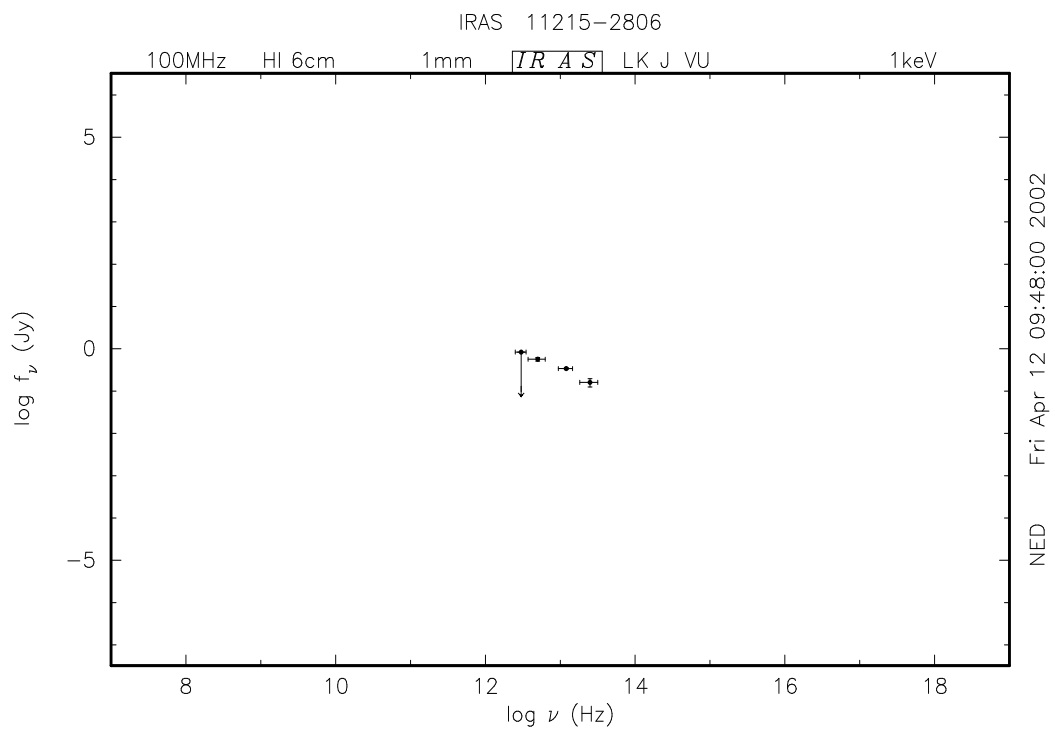


Fig. 2.5: Distribuição espectral de energia de IRAS 11215-2806 (NED).

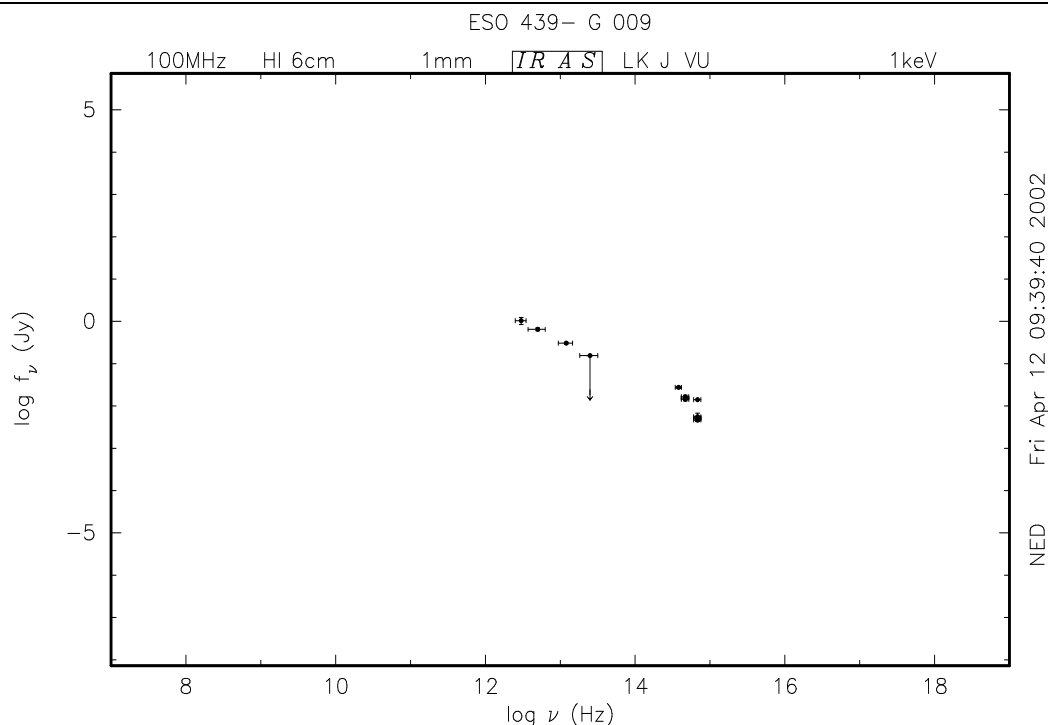


Fig. 2.6: Distribuição espectral de energia de MCG-05-27-13 (NED).

Mrk 1210

Mrk 1210 possui classificação morfológica de Hubble Sa e um redshift $z=0.0135$. A Fig. 2.7 mostra a SED obtida do NED para Mrk 1210.

Tran et al. (1992) e Tran (1995) reportam a detecção de uma BLR em luz polarizada nesta galáxia. Segundo Veilleux, Goodrich & Hill (1997) as linhas de recombinação de HI no infravermelho apresentam componentes alargadas em luz direta em $\text{Pa}\beta$ e $\text{Br}\gamma$. Esta galáxia também apresenta emissão fraca em rádio (nas frequências 22 e 5 GHz) e características espectrais de estrelas Wolf-Rayet – o que sugere contribuição de um starburst nuclear à emissão do gás.

As larguras equivalentes das linhas de absorção são típicas de *templates* S4 e S5 (CFSBS98). A distribuição no valor das larguras equivalentes em função da distância ao núcleo apresenta um gradiente bastante débil.

Mrk 607

Mrk 607 possui classificação morfológica de Hubble Sa:sp e um redshift $z=0.00906$, formando um par com Mrk 608. A Fig. 2.8 mostra a SED obtida do NED para Mrk 607.

O espectro nuclear desta galáxia apresenta emissão de linhas de muito alta excitação, como [FeVII] e [FeX]. Emissão rádio é detectada estendendo-se até $5''$ ao longo do P.A. 180° , não alinhada com a região emissora de linhas óticas, que se estende por $\sim 26''$ ao longo do P. A. 140° (Ferruit, Wilson & Mulchaey 2000).

Os valores das larguras equivalentes indicam *templates* S2–S3 no núcleo e S5 à $6''$ (o que sugere um débil anel de formação estelar neste raio), e S3 mais para fora.

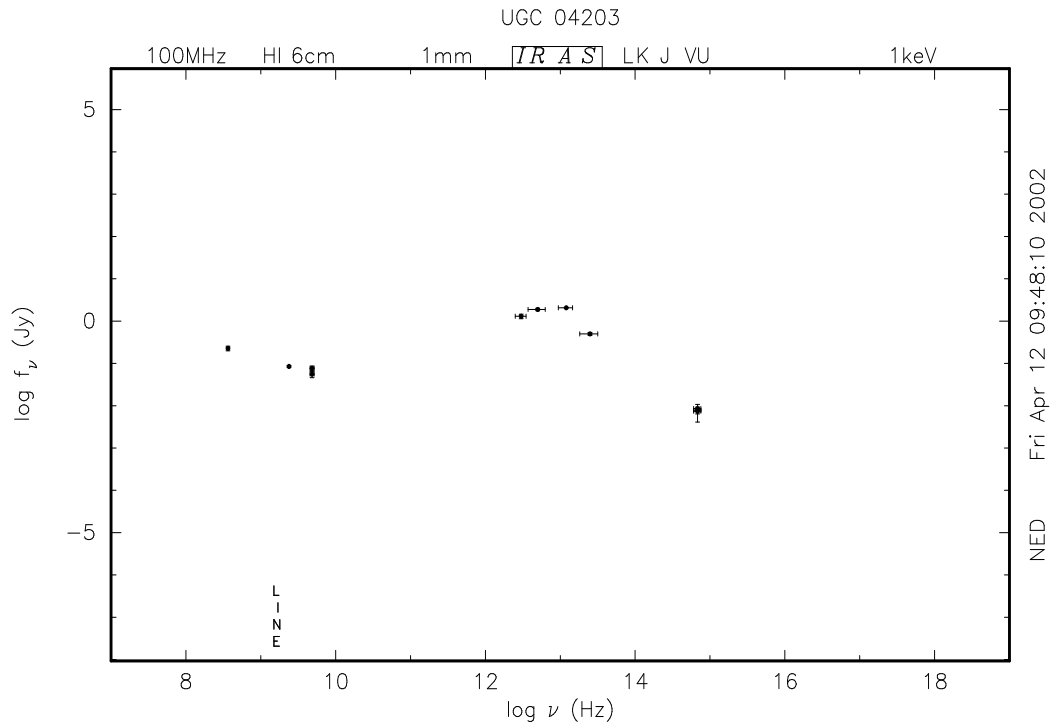


Fig. 2.7: Distribuição espectral de energia de Mrk 1210 (NED).

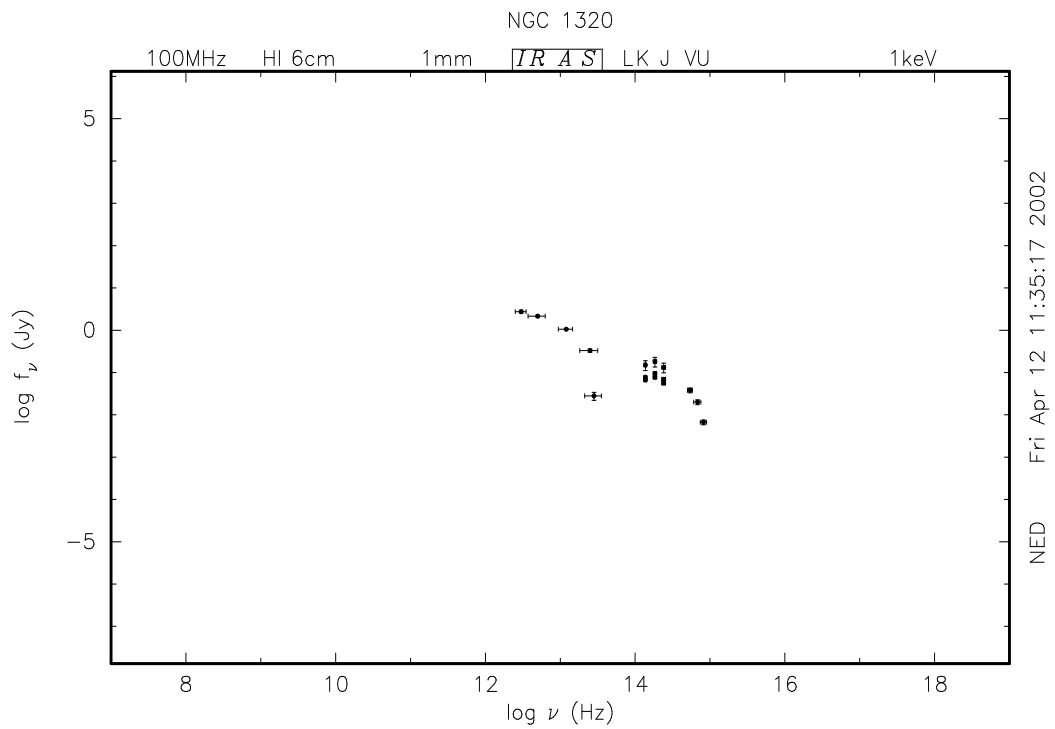


Fig. 2.8: Distribuição espectral de energia de Mrk 607 (NED).

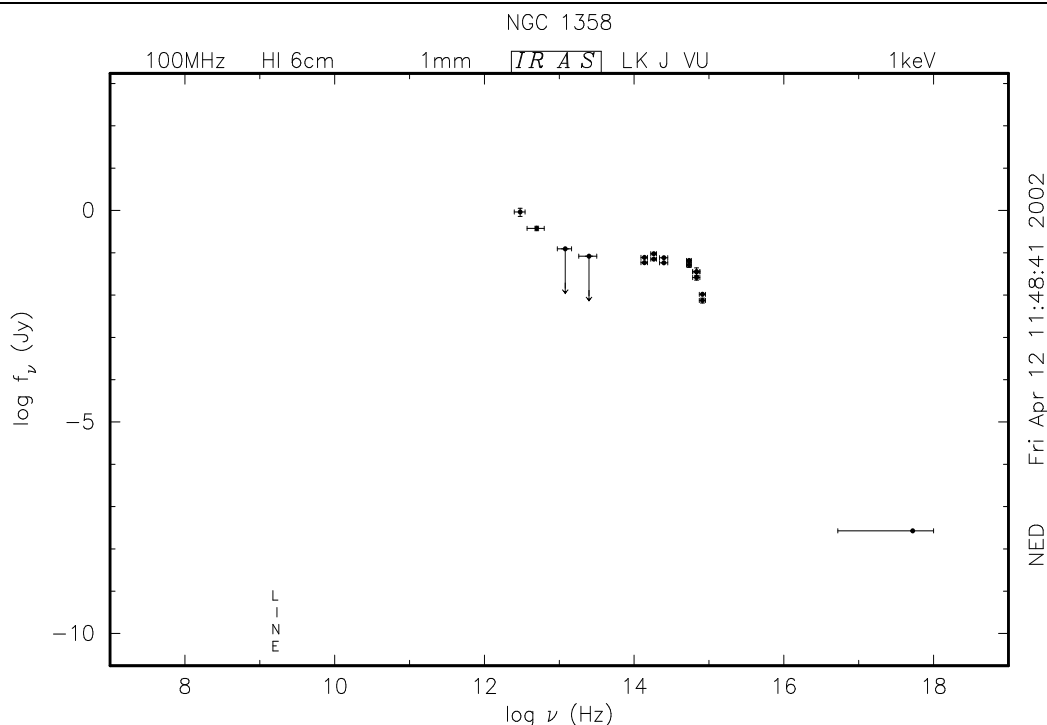


Fig. 2.9: Distribuição espectral de energia de NGC 1358 (NED).

NGC 1358

NGC 1358 possui classificação morfológica de Hubble SAB(r)0/a e um redshift $z=0.01344$. A Fig. 2.9 mostra a SED obtida do NED para NGC 1358.

O mapa de excitação tem uma morfologia similar à da imagem [OIII], com o gás de alta excitação localizado no núcleo (MWT96a) e se estendendo por $\sim 15''$ ao longo do P. A. 131° . Detecta-se emissão rádio (20 cm) estendida ao longo do P.A. 101° (Schmitt et al. 2001).

As larguras equivalentes das linhas de absorção são típicas do *template* S1 (CFSBS98). A distribuição no valor das larguras equivalentes em função da distância ao núcleo apresenta um gradiente bastante débil.

NGC 1386

NGC 1386 possui classificação morfológica de Hubble SB(s)0+, um redshift $z=0.0029$. A Fig. 2.10 mostra a SED obtida do NED para NGC 1386.

Há uma pequena evidência da existência de um fluxo de gás do núcleo para fora, ao longo do eixo maior da galáxia (Weaver et al. 1996). Observa-se emissão rádio em 3.6 cm não resolvida e resolvida em 20 cm ao longo do P.A. 170° (Nagar et al. 1999). O mapa de excitação [OIII]/([NII]+H α) obtido por Ferruit et al. (2000) sugere a existência de um gradiente no valor da razão na direção leste-oeste, provocado pelo efeito da extinção e excitação do gás.

As larguras equivalentes das linhas de absorção são típicas de *template* S3 no núcleo e S4-S5 a $10''$ do mesmo, voltando a ser S3 mais para fora (CFSBS98).

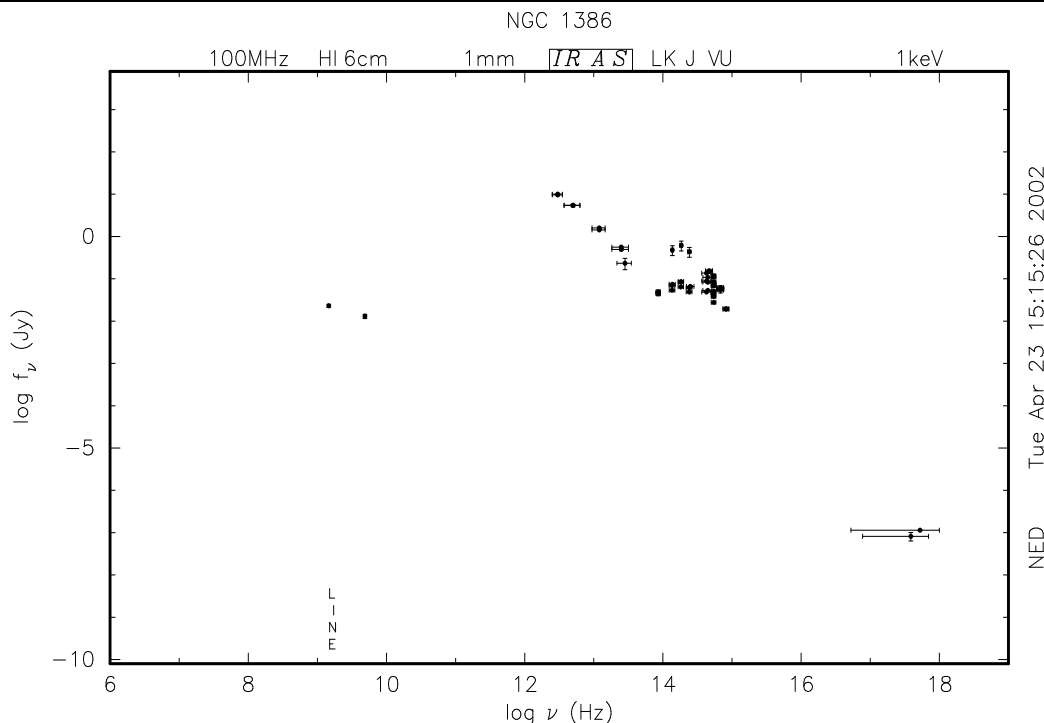


Fig. 2.10: Distribuição espectral de energia de NGC 1386 (NED).

NGC 3081

NGC 3081 possui classificação morfológica de Hubble SAB(r)0/a e um redshift $z = 0.00796$. A Fig. 2.11 mostra a SED obtida do NED para NGC 3081.

Imageamento revela um núcleo brilhante com uma componente bojo aparente visível para raio maior que $10''$ (>1.4 kpc) e uma barra mais interna ao longo do P. A. 120° (Evans et al. 1996). Evans et al. encontraram também uma fraca barra com P. A. 60° “levando” a uma estrutura em forma de anel com raio $\sim 25'' - 30''$ (3.5–4.2 kpc). Este anel apresenta regiões HII. De acordo com Pogge (1989) a imagem [OIII] é simétrica mas mais estendida do que o perfil estelar. Detecta-se emissão rádio estendida em 20 cm para o noroeste, com um P. A. 158° (Nagar et al. 1999).

As larguras equivalentes das linhas de absorção são típicas de *templates* S2-S3 (CFSBS98). A distribuição no valor das larguras equivalentes em função da distância ao núcleo não mostra nenhum gradiente na população estelar.

NGC 5135

NGC 5135 possui classificação morfológica de Hubble SB(l)ab e um redshift $z = 0.01372$. A Fig. 2.12 mostra a SED obtida do NED para NGC 5135.

O espectro ultravioleta (UV) de NGC 5135 mostra evidência da presença de estrelas quentes e massivas O na galáxia hospedeira bem como da existência de um núcleo Seyfert – com a componente *Starburst* contribuindo com 25% da emissão UV total (Thuan 1984). O núcleo apresenta linhas de alta excitação típicas de uma galáxia Seyfert 2 (detecta-se [NeV], por exemplo).

Detecta-se fraca emissão rádio em 6 e 20 cm estendida para o nordeste (alinhada com o gás emissor estendido, ao longo do P. A. 30°), com um núcleo brilhante (Ulvestad & Wilson 1989). Entretanto, emissão rádio não foi detectada posteriormente no núcleo (Thean et al. 2000). Wynn-

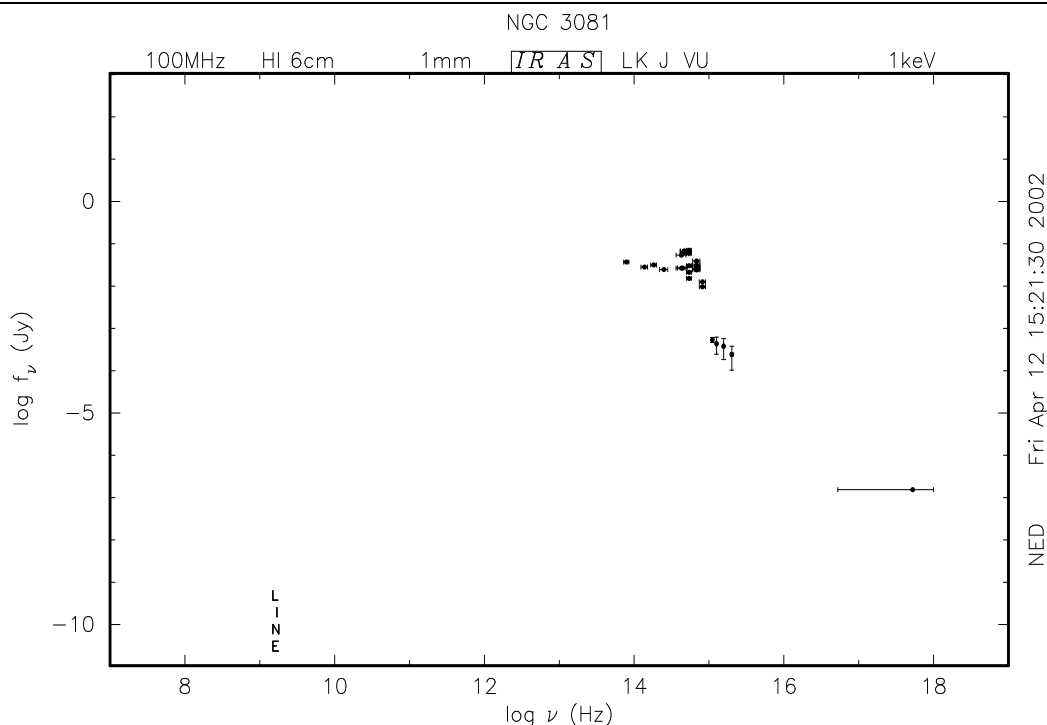


Fig. 2.11: Distribuição espectral de energia de NGC 3081 (NED).

Williams & Becklin (1993) sugerem que a maior parte da emissão rádio de NGC 5135 emana preferencialmente de estruturas próximas ao núcleo do que do núcleo em si.

NGC 5643

NGC 5643 possui classificação morfológica de Hubble SAB(rs)c e um redshift $z = 0.004$. A Fig. 2.13 mostra a SED obtida do NED para NGC 5643.

Esta galáxia apresenta linhas de alta excitação típicas de atividade Seyfert 2. Apresenta também intensa emissão rádio no núcleo e de acordo com Kinney et al. (1993) é uma galáxia infravermelha extrema.

As imagens [OIII] e $H\alpha$ mostram que a emissão do gás de alta excitação é alongada na direção da barra e estende-se até a 1 kpc do núcleo (Schmitt et al. 1994). Intensa emissão H_2 é observada próxima do núcleo bem como emissão estendida com morfologia coincidente com a observada em [OIII] (Quillen et al. 1999).

De acordo com CFSBS98, os valores das larguras equivalentes apresentam um suave gradiente para o leste do núcleo (i.e. para os valores negativos de r) o que sugere a presença de luz espalhada até $4''$ do núcleo. Nas regiões mais externas, os valores das larguras equivalentes correspondem a *templates* S3–S4.

NGC 6300

NGC 6300 possui classificação morfológica de Hubble SB(rs)b e um redshift $z = 0.0037$. A Fig. 2.14 mostra a SED obtida do NED para NGC 6300.

CFSBS98 mostram que as larguras equivalentes das linhas de absorção não apresentam um gradiente claro, variando entre valores típicos de *templates* S2 e S3 (Ca I), e entre valores típico

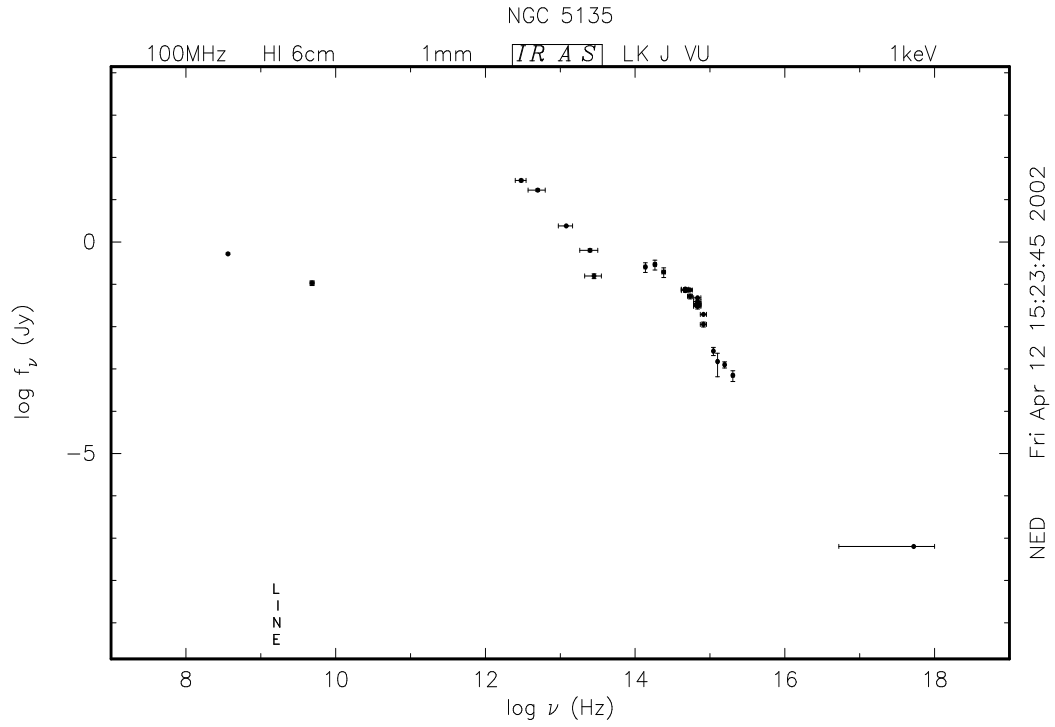


Fig. 2.12: Distribuição espectral de energia de NGC 5135 (NED).

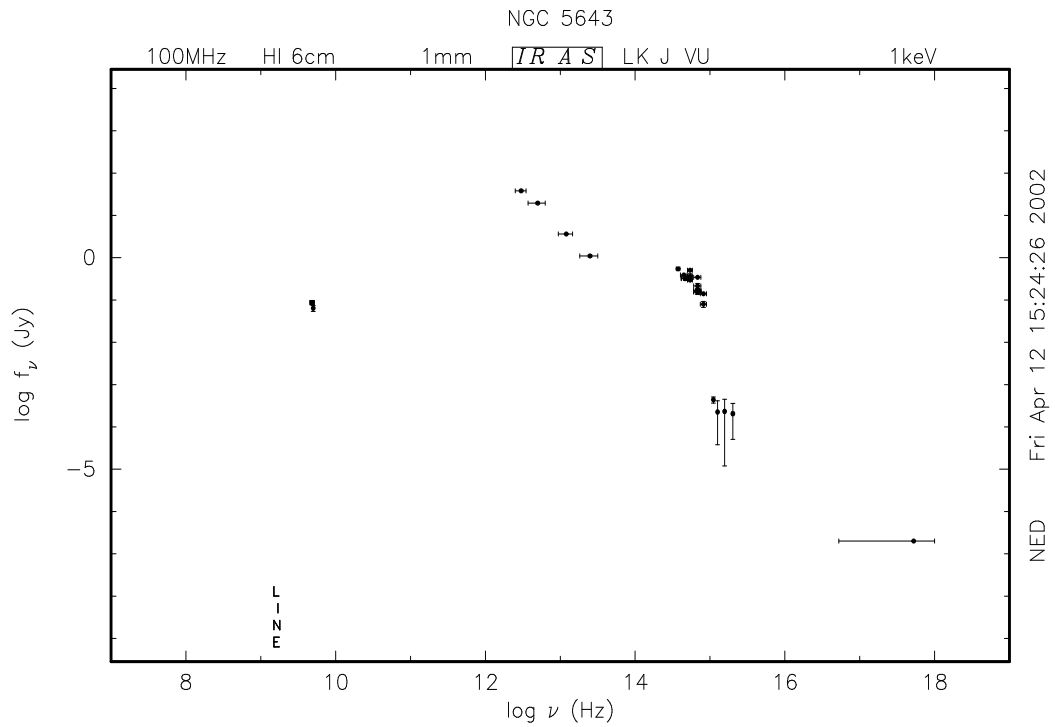


Fig. 2.13: Distribuição espectral de energia de NGC 5643 (NED).

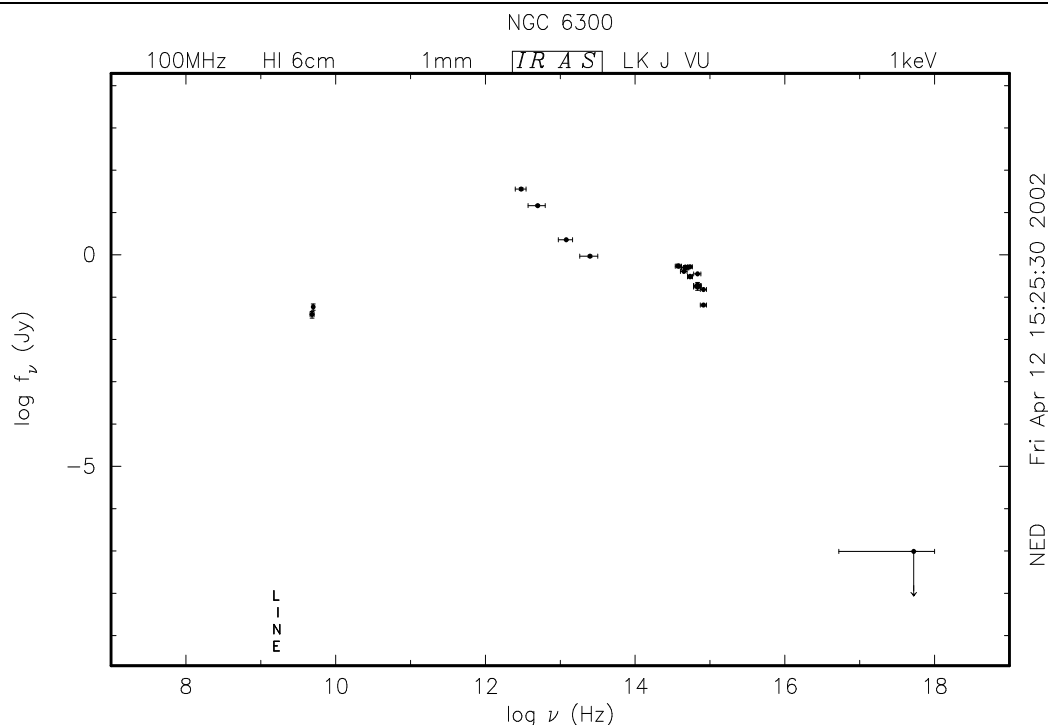


Fig. 2.14: Distribuição espectral de energia de NGC 6300 (NED).

de *templates* S4 e S5 (banda G e Mg I).

NGC 6890

NGC 6890 possui classificação morfológica de Hubble SB(r)ab e um redshift $z = 0.00807$. A Fig. 2.15 mostra a SED obtida do NED para NGC 6890.

As larguras equivalentes apresentam um gradiente em Ca I e na banda G, variando de valores típicos de *templates* S4 no núcleo para S3 mais externamente (CFSBS98). Não se observa gradiente em Mg I, com valores típicos do *template* S3.

NGC 7130

NGC 7130 possui classificação morfológica de Hubble Sa pec e um redshift $z = 0.01615$. A Fig. 2.16 mostra a SED obtida do NED para NGC 7130.

NGC 7130 é uma fonte extremamente luminosa no infravermelho distante, com um núcleo rádio compacto (Norris et al. 1990). O espectro IUE-UV mostra evidência de características tanto de núcleo Seyfert como de *starburst*, com a componente *starburst* sendo responsável por 75% da emissão UV detectada. NGC 7130 é semelhante à NGC 5135. Observam-se linhas de emissão de alta excitação tais como [NeV] na região nuclear.

As larguras equivalentes apresentam um claro gradiente, com valores típicos de *templates* S7 no núcleo para S6 mais externamente (CFSBS98).

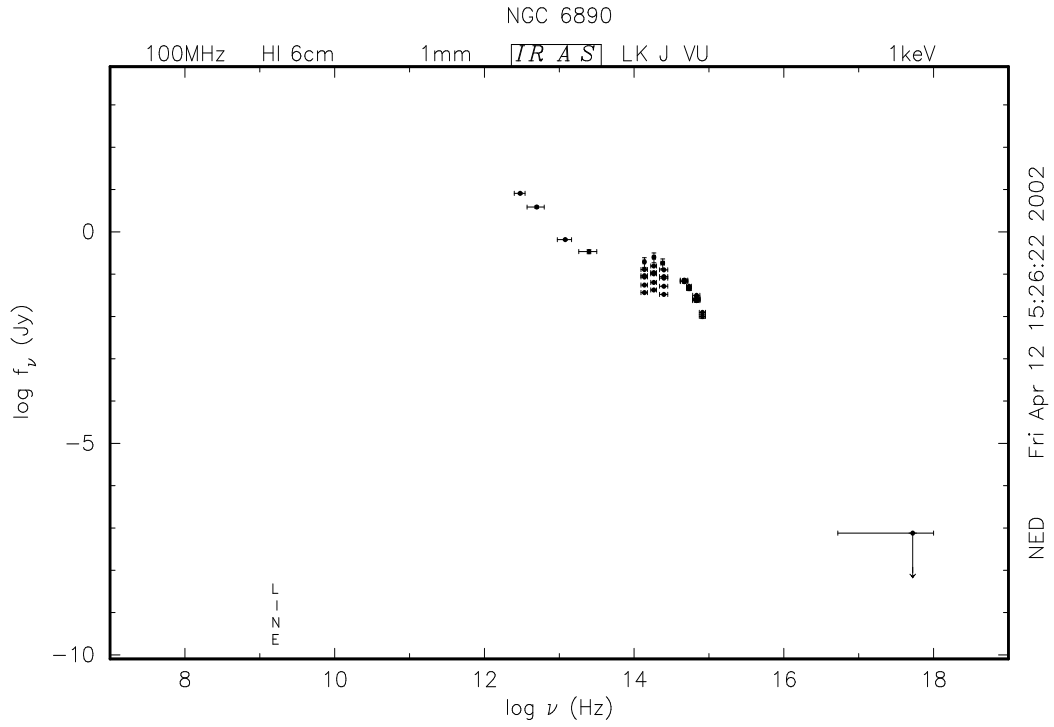


Fig. 2.15: Distribuição espectral de energia de NGC 6890 (NED).

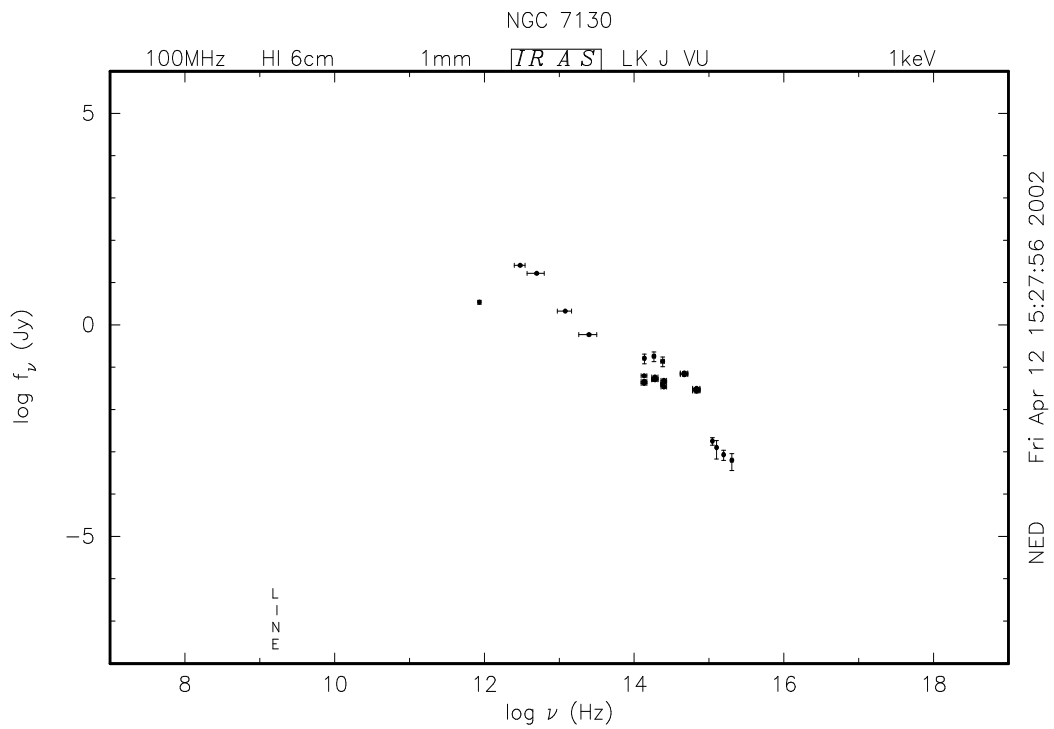


Fig. 2.16: Distribuição espectral de energia de NGC 7130 (NED).

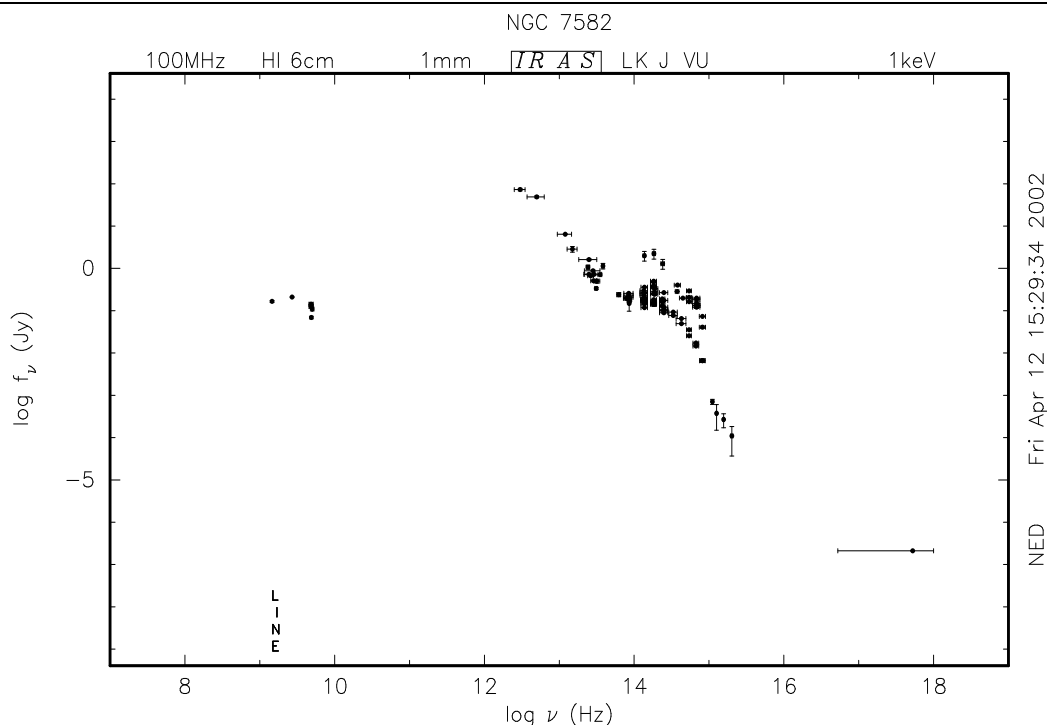


Fig. 2.17: Distribuição espectral de energia de NGC 7582 (NED).

NGC 7582

NGC 7582 possui classificação morfológica de Hubble SB(s)ab e um redshift $z = 0.00525$. A Fig. 2.17 mostra a SED obtida do NED para NGC 7582.

NGC 7582 tem um espectro nuclear composto, com uma componente Seyfert e uma componente região HII (a qual estaria localizada num anel de formação estelar). Emissão rádio com comprimentos de onda de 3, 6 e 20 cm é fracamente detectada no núcleo, circundada por emissão estendida. Observa-se a existência de um denso anel de extinção que circunda o núcleo com uma distância entre 2'' e 3'' do mesmo (Regan & Mulchaey 1999). Storchi-Bergmann & Bonatto (1991) observaram um cone de ionização nesta galáxia.

As larguras equivalentes apresentam um claro gradiente, com valores típicos de *templates* S7 no núcleo e S3-S4 mais externamente (CFSBS98).

Mrk 348

Mrk 348 possui classificação morfológica de Hubble SA(s)0/a e um redshift $z = 0.00525$. A Fig. 2.18 mostra a SED obtida do NED para Mrk 348.

Esta galáxia está em interação com NGC 266 e apresenta emissão de HI em 21 cm em um halo que envolve esta galáxia. Miller & Goodrich (1990) mostram, através de espectropolarimetria, que Mrk 348 tem uma componente alargada de $H\alpha$ indicando a existência de uma BLR “escondida”.

Ferland & Osterbrock (1986) encontraram que o espectro IUE-UV apresenta um índice espectral $\alpha = 0.9$ ($F_\nu \propto \nu^{-\alpha}$), consistente com o encontrado por Kinney et al. (1991), $\alpha = 1.4 \pm 0.5$ considerando-se as incertezas observacionais. Kinney et al. encontraram também que o número de fótons de recombinação (portanto “vistos” pelo gás) é maior que o número de fótons ionizantes visto na Terra, implicando que o contínuo ionizante está obscurecido.

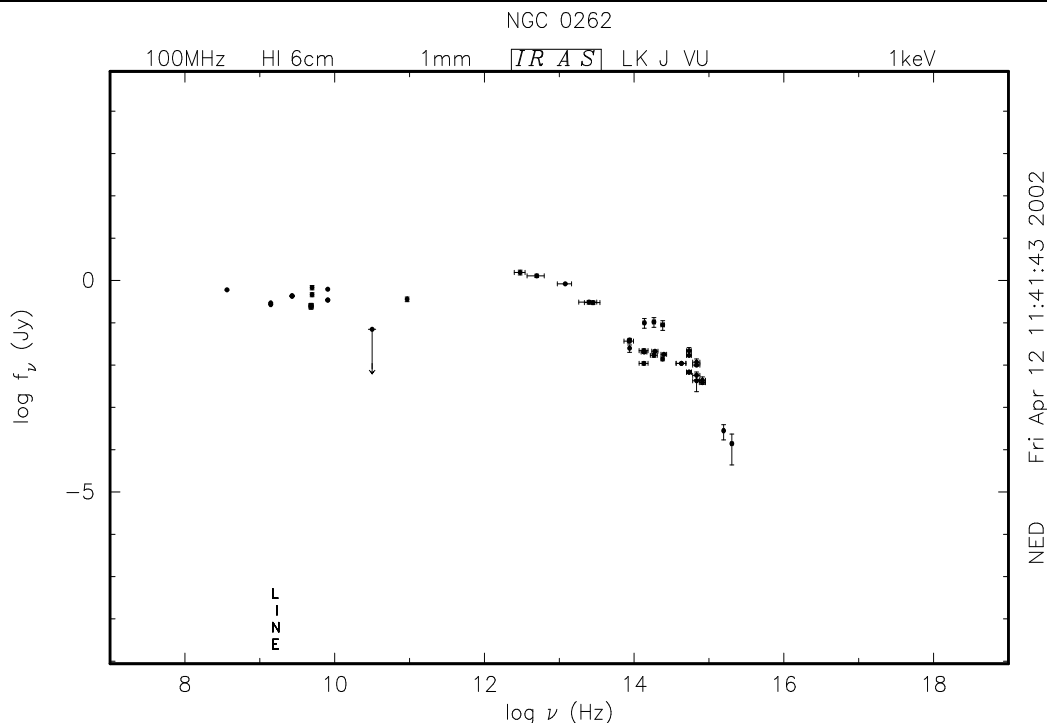


Fig. 2.18: Distribuição espectral de energia de Mrk 348 (NED).

Detecta-se contínuo em emissão em raios-X duros (Awaki et al. 1991), absorvido por uma coluna de Hidrogênio $N_H \sim 10^{23} \text{ cm}^{-2}$. Observa-se emissão circumnuclear na forma de um anel fraco e não resolvido de regiões HII a 2.3 kpc do núcleo (Gonzalez-Delgado et al. 1997). Detecta-se emissão rádio não resolvida com comprimentos de onda 3.6 e 20 cm (Nagar et al 1999).

As larguras equivalentes apresentam valores típicos do *template* S4, sem nenhuma tendência da existência de um gradiente (CFSBS98).

2.1.2 Galáxias Seyfert 1

Mrk 732

Mrk 732 possui classificação morfológica de Hubble E+ pec e um redshift $z=0.02923$. A Fig. 2.19 mostra a SED obtida do NED para Mrk 732.

Mrk 732 apresenta emissão [OIII] estendida ao longo da direção de alongamento das isofotas internas do contínuo verde, e é significativamente mais intensa para o nordeste do núcleo que para o sudoeste (MWT96a).

De acordo com CFSBS98, os espectros mostram assinaturas de estrelas jovens para o noroeste do núcleo ($r < 0$), onde as larguras equivalentes indicam um *template* S7. O valor das larguras equivalentes nucleares indica uma diluição quando comparadas com as do lado sudoeste ($r > 0$), as quais são consistentes com um *template* S5.

NGC 6860

NGC 6860 possui classificação morfológica de Hubble (R')SB(r)ab e um redshift $z=0.01489$. A Fig. 2.20 mostra a SED obtida do NED para NGC 6860.

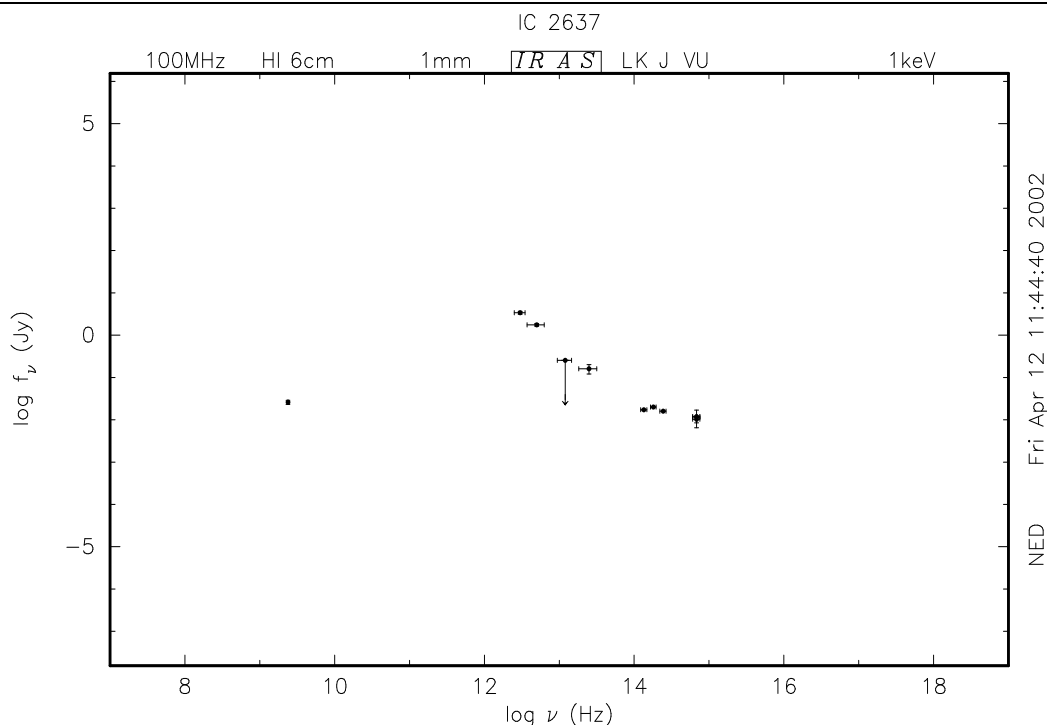


Fig. 2.19: Distribuição espectral de energia de Mrk 732 (NED).

De acordo com Lipari, Tsvetanov & Macchetto (1993) a imagem $H\alpha$ desta galáxia mostra brilhantes regiões emissoras de linhas associadas ao núcleo e um anel de formação estelar circumnuclear. O espectro de linhas de emissão é típico de Seyfert 1.5 e variável.

De acordo com CFSBS98, as larguras equivalentes no núcleo são diluídas por um contínuo ("featureless"). Seus valores mudam para os correspondentes a *templates* S2 em 4" e mais para fora.

MCG -02-33-034

MCG -02-33-034, também denominada NGC 4748, possui classificação morfológica de Hubble Sa e um redshift $z = 0.01463$. A Fig. 2.21 mostra a SED obtida do NED para MCG -02-33-034.

Esta galáxia foi classificada como Seyfert 1 por Osterbrock & De Robertis (1985). Goodrich (1989) a classifica como Seyfert 1 de linhas estreitas (NLSy1) e conclui que MCG -02-33-034 é uma galáxia Seyfert 1 com pequena dispersão de velocidades na linha de visada em sua BLR.

Mulchaey et al. (1996) concluem haver evidência de dois núcleos, detectados na imagem do contínuo verde e nas imagens com filtros estreitos [OIII] e $H\alpha + [NII]$. A emissão estendida entretanto não parece estar alongada na direção que "liga" os dois núcleos.

As larguras equivalentes das linhas de absorção apresentam valores típicos do *template* S3 em 4" e para fora, e apresentam diluição no núcleo (CFSBS98).

NGC 526a

NGC 526a, também denominada MCG -06-04-019, possui classificação morfológica de Hubble S0 pec? e um redshift $z = 0.01910$. A Fig. 2.22 mostra a SED obtida do NED para NGC 526a.

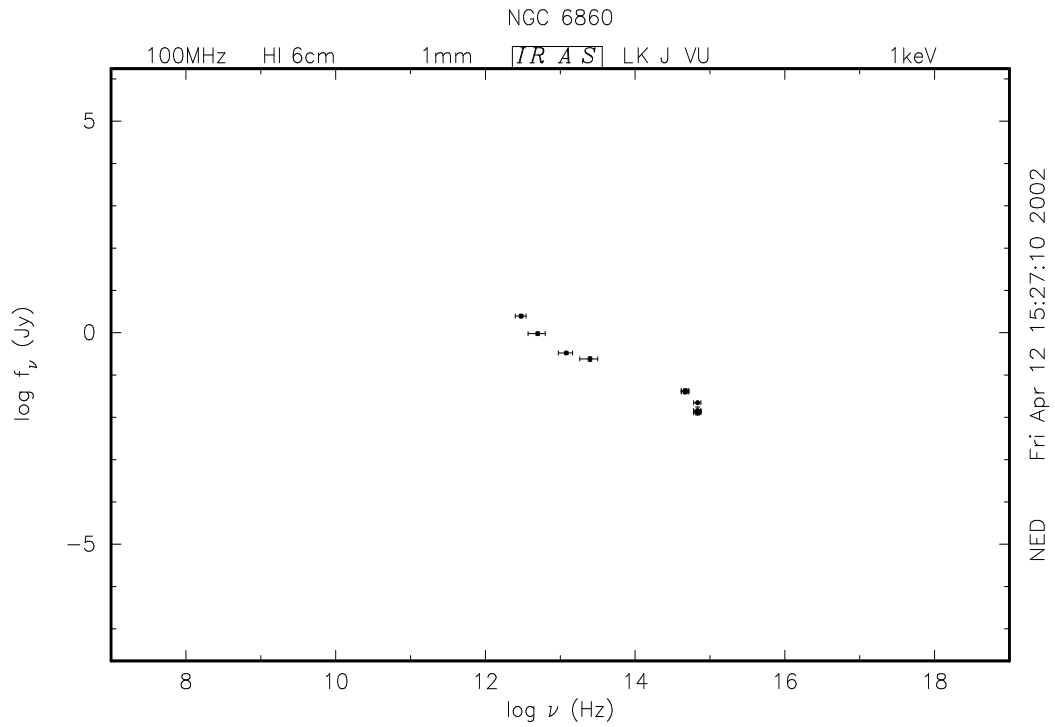


Fig. 2.20: Distribuição espectral de energia de NGC 6860 (NED).

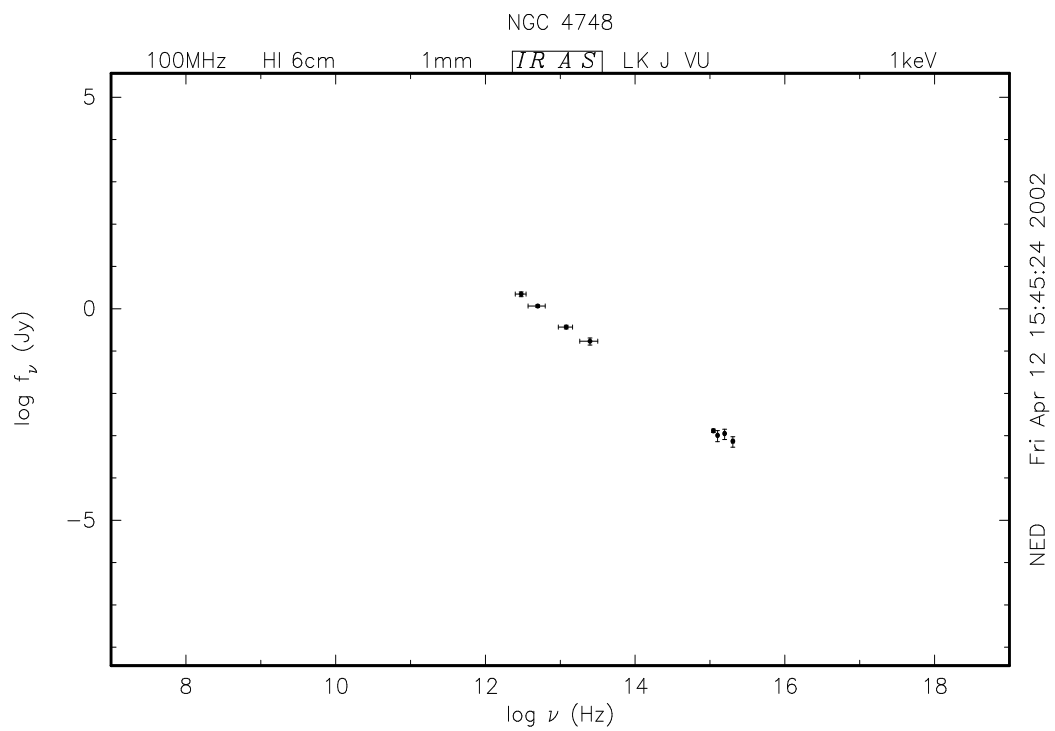


Fig. 2.21: Distribuição espectral de energia de MCG -02-33-034 (NED).

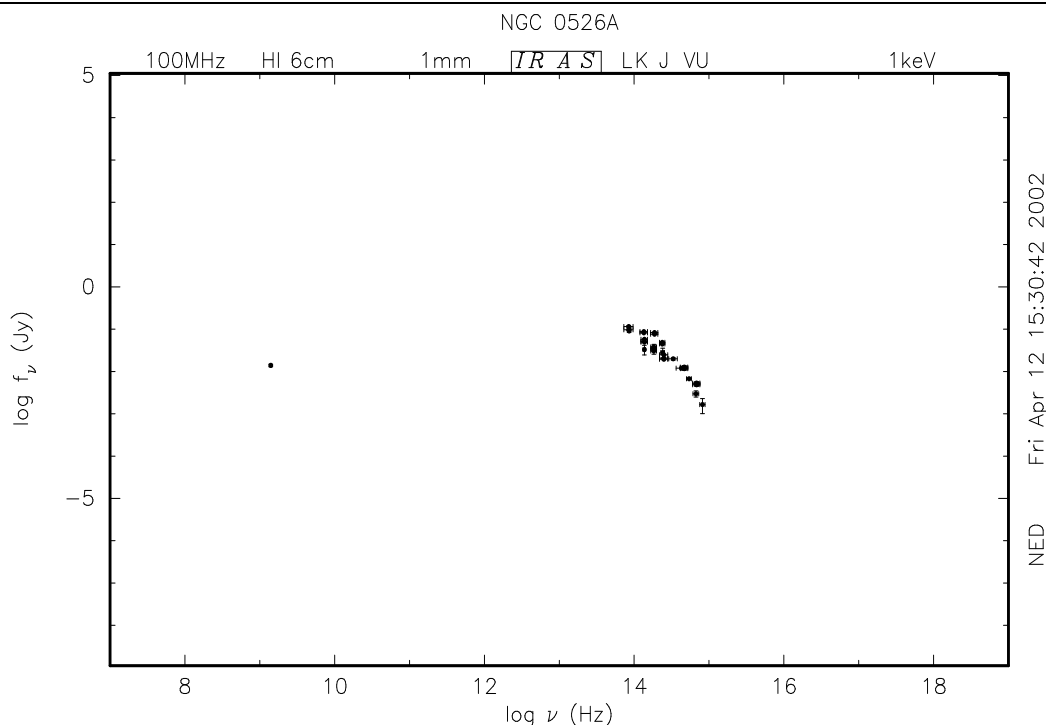


Fig. 2.22: Distribuição espectral de energia de NGC 526a (NED).

NGC 526 é um par de galáxias fortemente interagentes. Apenas uma é Seyfert. As imagens revelam emissão bastante estendida aproximadamente na direção da galáxia companheira (Mulchaey et al. 1996a).

NGC 526a é uma fonte variável em raios-X, apresentando uma grande coluna absorvedora de HI (Turner et al. 1997). Dados do ROSAT PSPC mostram que é consistente com uma fonte pontual. Emissão rádio com λ 3.6 e 20 cm é detectada (Nagar et al. 1999).

As larguras equivalentes das linhas de absorção são maiores no núcleo, correspondendo ao típico de um *template* S3-S4, decrescendo para fora, com valores típicos de um *template* S4-S5 a 7" do núcleo (CFSBS98).

ESO 362-G18

ESO 362-G18, também denominada MCG -05-13-017, possui classificação morfológica de Hubble S0/a e um redshift $z = 0.01264$. A Fig. 2.23 mostra a SED obtida do NED para ESO 362-G18.

ESO 362-G18 foi classificada como Seyfert 1 por Boller *et al.* (1992) em um trabalho com o satélite ROSAT (telescópio de raios-X). Winkler *et al.* (1988) classificaram esta galáxia como Seyfert 1.5. Posteriormente, nos trabalhos de Mulchaey *et al.* (1996) e Tsvetanov & Petrosian (1995), ela foi re-classificada como Seyfert 1 com classificação morfológica de Hubble S0/a. ESO362-G18 forma um par interagente com ESO 362-G17.

Mulchaey et al. (1996) obtiveram imagens através de filtros centrados nas linhas de emissão [OIII], $H\alpha$ + [NII], contínuo verde e o mapa de excitação desta galáxia.

Observa-se emissão estendida [OIII] na direção sudeste, anisotrópica, com possível morfologia cônica, estendendo-se até 10"SE (Mulchaey et al. 1996). A imagem $H\alpha$ mostra uma distribuição em torno do núcleo mais simétrica. O mapa de excitação indica que o gás é de

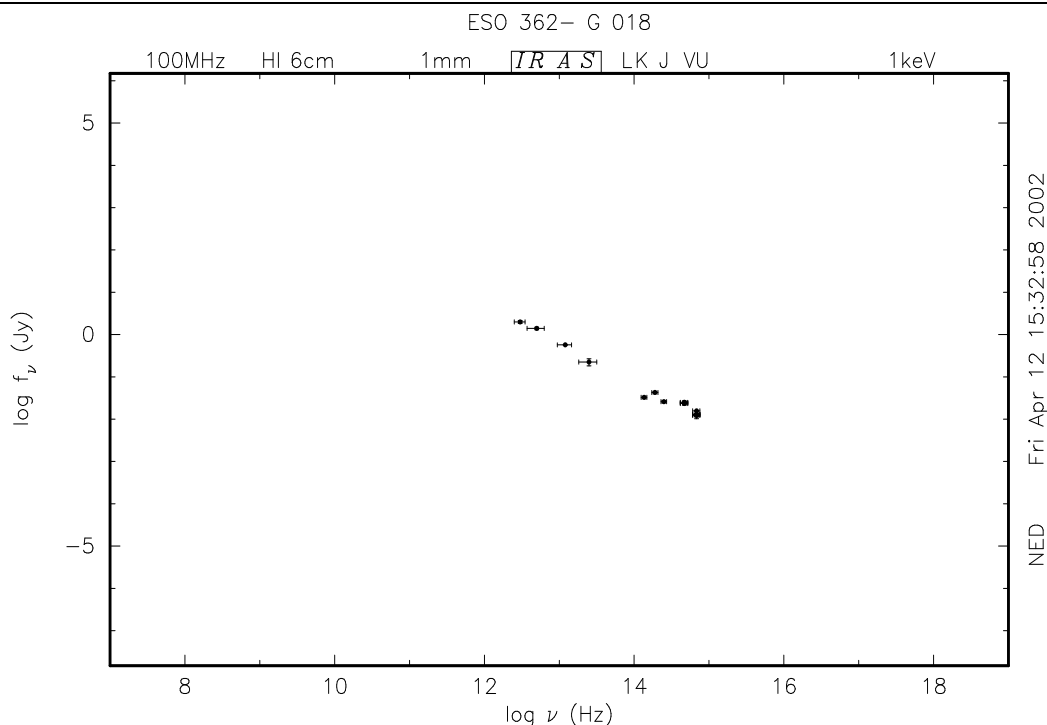


Fig. 2.23: Distribuição espectral de energia de ESO 362-G18 (NED).

alta excitação somente em parte da região estendida [OIII] na direção sudeste. Emissão rádio é detectada em $\lambda 20$ cm (Nagar et al. 1999).

De acordo com Fraquelli, Storchi-Bergmann & Binette (2000), a excitação observada na espectroscopia de fenda longa pode ser reproduzida por uma fonte ionizante obtida da extrapolação para a região de altas energias do contínuo tipo lei-de-potência observado no ótico. Através do modelamento da excitação do gás, os autores descartam a existência de um *Big Blue Bump* (como sugerido por Winkler 1997). Estes autores observaram adicionalmente que a extinção é menor na região nuclear do que nas regiões mais externas à fonte central, e que o gás ionizado parece estar rotando com o disco da galáxia, com propriedades cinemáticas do gás e das estrelas similares dentro de cada região.

NGC 6814

NGC 6814, também denominada IRAS 19399-1026, possui classificação morfológica de Hubble SAB(rs)bc e um redshift $z = 0.00521$. A Fig. 2.24 mostra a SED obtida do NED para NGC 6814.

Como NGC 6300, esta galáxia está em baixa latitude galáctica ($b \sim -10^\circ$). NGC 6814 apresenta variabilidade na linha larga de $H\beta$, variando por um fator de até 4 (Evans et al. 1996).

2.1.3 Rádio galáxias

3C 33

3C 33, também denominada PKS 106+13, possui classificação morfológica de Hubble E e um redshift $z = 0.05921$. A Fig. 2.25 mostra a SED obtida do NED para 3C 33.

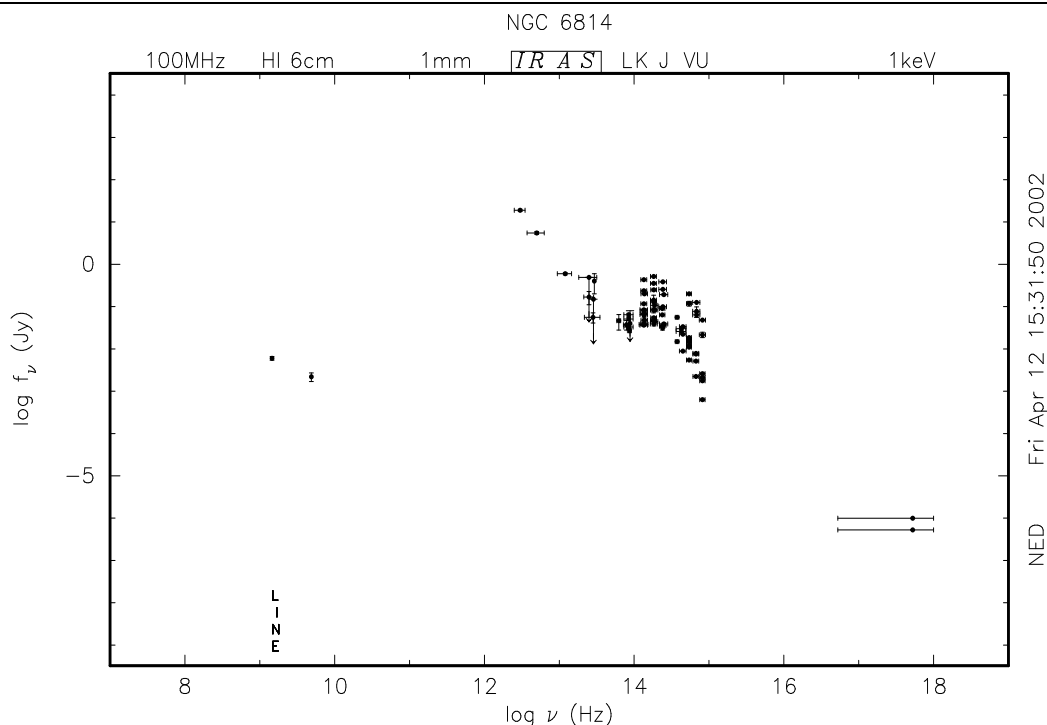


Fig. 2.24: Distribuição espectral de energia de NGC 6814 (NED).

Koski (1978) estima que um contínuo tipo lei-de-potência contribui com 19% do fluxo em λ 5000 Å. Baum et al. (1988) obtiveram imagem com filtros estreitos centrados em [OIII] λ 5007 e [NII]+H α , bem como nas bandas R e V, e encontraram evidências de mudança na distribuição do contínuo de luz entre as partes interna e externa de 3C 33. A imagem das linhas de emissão mostra uma extensão total de 12" (\sim 13 kpc), centrada no núcleo da galáxia. Heckman, Carty & Bothun (1985) obtiveram espectro de fenda longa para vários ângulos de posição e concluíram que o gás emissor de linhas está rotando, com o eixo de rotação no ângulo de posição \sim 19°.

As larguras equivalentes das linhas de absorção apresentam valores similares aos de *templates* E3 ou E6 (CFSBS98), não apresentando gradiente.

PKS 349-27

PKS 349-27, também denominada PGC 013982, possui classificação morfológica de Hubble E e um redshift $z = 0.06620$. A Fig. 2.26 mostra a SED obtida do NED para PKS 349-27. Esta é uma fonte rádio FR II (Fanaroff & Riley 1974). Uma fonte rádio de classe FR I é uma fonte fraca em rádio, mais brilhante no centro com brilho superficial decrescendo em direção aos limites da emissão rádio. Em contraste, fontes rádio FR II apresentam um brilho maior nas bordas da emissão rádio e frequentemente mostram aumento (de modo idêntico em cada lado do núcleo) da emissão em regiões dispostas nos limites da estrutura em rádio ou “contidas” dentro desta estrutura (Peterson 1997).

Baum et al. (1988) também obtiveram imagem com filtros estreitos centrados em [OIII] λ 5007 e [NII]+H α , bem como nas bandas R e V para PKS 349-27, sendo encontrado que ela é a maior galáxia em uma região com relativamente alta densidade local, existindo 4 galáxias elípticas numa distância projetada de 80 kpc. Nenhuma destas outras apresentam emissão em [OIII]. A emissão

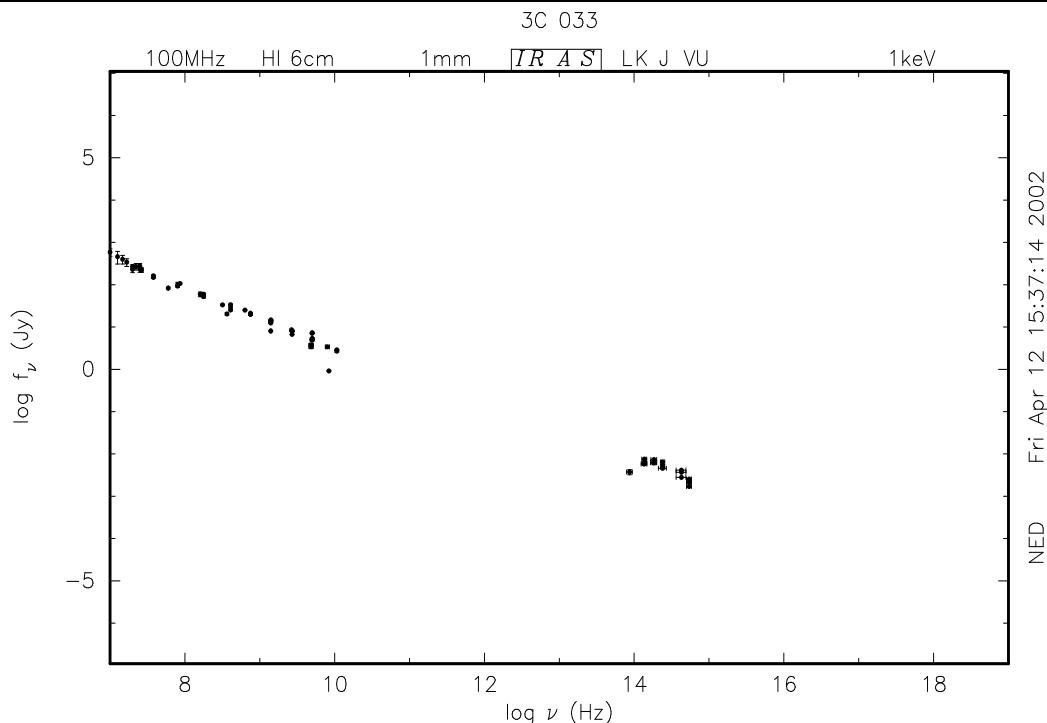


Fig. 2.25: Distribuição espectral de energia de 3C 33 (NED).

[OIII] mais intensa parece estar alinhada com a emissão estendida observada em rádio. As imagens nas linhas de emissão apresentam uma estrutura filamentar que aponta diretamente para uma das galáxias companheiras, que não apresenta emissão em [OIII].

As larguras equivalentes das linhas de absorção óticas apresentam valores típicos de *templates* E1-E2, não apresentando gradiente (CFSBS98).

PKS 634-20

PKS 634-20, também denominada PGC 019313, possui classificação morfológica de Hubble E e um redshift $z = 0.05520$. A Fig. 2.27 mostra a SED obtida do NED para PKS 634-20. Esta é uma fonte rádio FR II.

Segundo Baum et al. (1988), PKS 634-20 é uma galáxia bastante isolada, com nenhuma outra galáxia dentro dos $175''$ (~ 175 kpc projetado). As imagens com filtros estreitos centrados em [OIII] $\lambda 5007$ e [NII]+H α , bem como nas bandas R e V mostram uma região estendida bastante “rica”, estendendo-se a até $20''$ do núcleo. A relação entre a gás emissor de linhas e a estrutura observada em rádio não é clara. O gás emissor é estendido predominantemente ao longo do eixo da emissão rádio, mas não parece ter relação com a estrutura da fonte rádio.

As larguras equivalentes das linhas de absorção apresentam valores típicos do *template* E2, não apresentando gradiente (CFSBS98).

PKS 745-19

PKS 745-19, também denominada PGC 021813, possui classificação morfológica de Hubble E e um redshift $z = 0.10280$. A Fig. 2.28 mostra a SED obtida do NED para PKS 745-19. Sua classe FR não é bem definida.

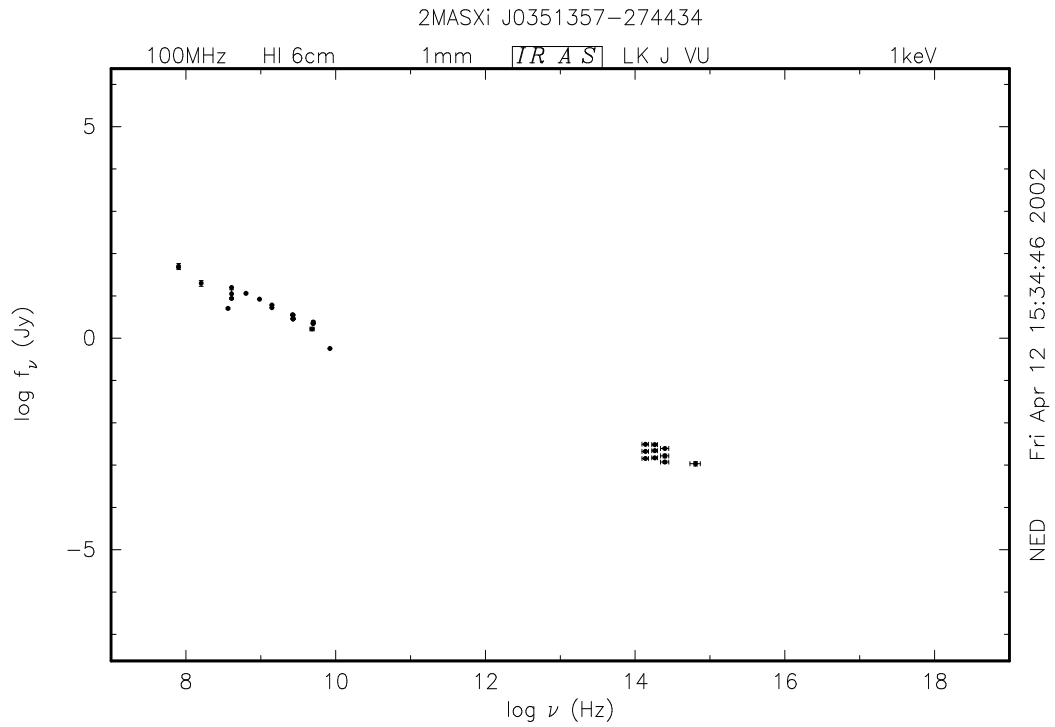


Fig. 2.26: Distribuição espectral de energia de PKS 349-27 (NED).

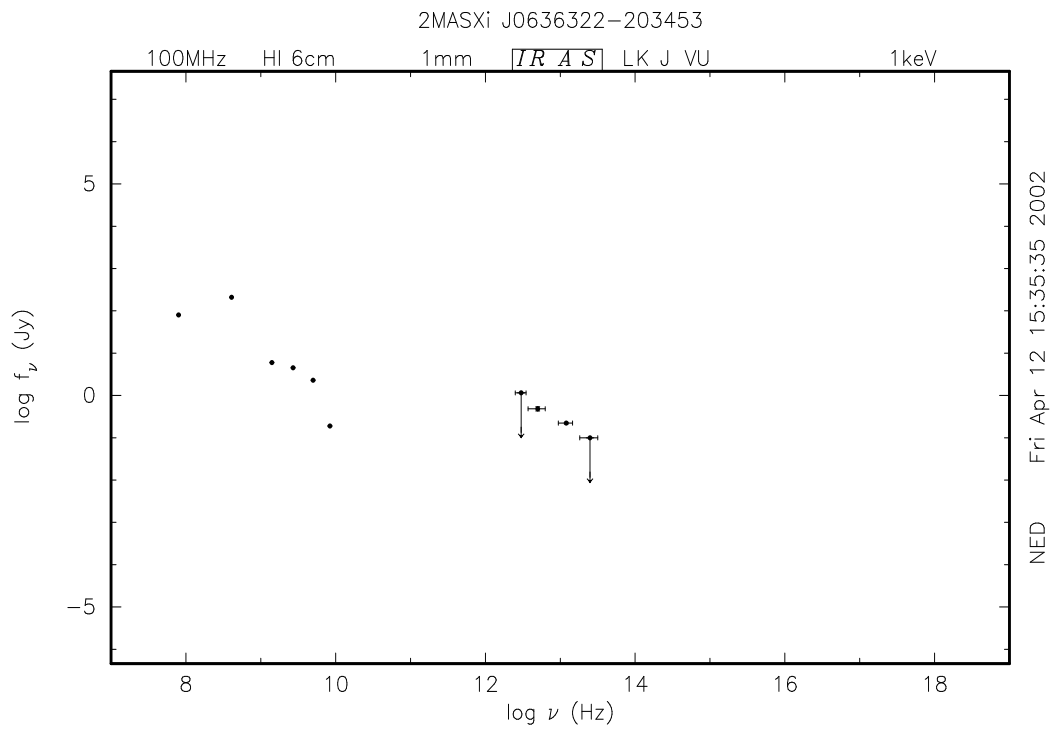


Fig. 2.27: Distribuição espectral de energia de PKS 634-20 (NED).

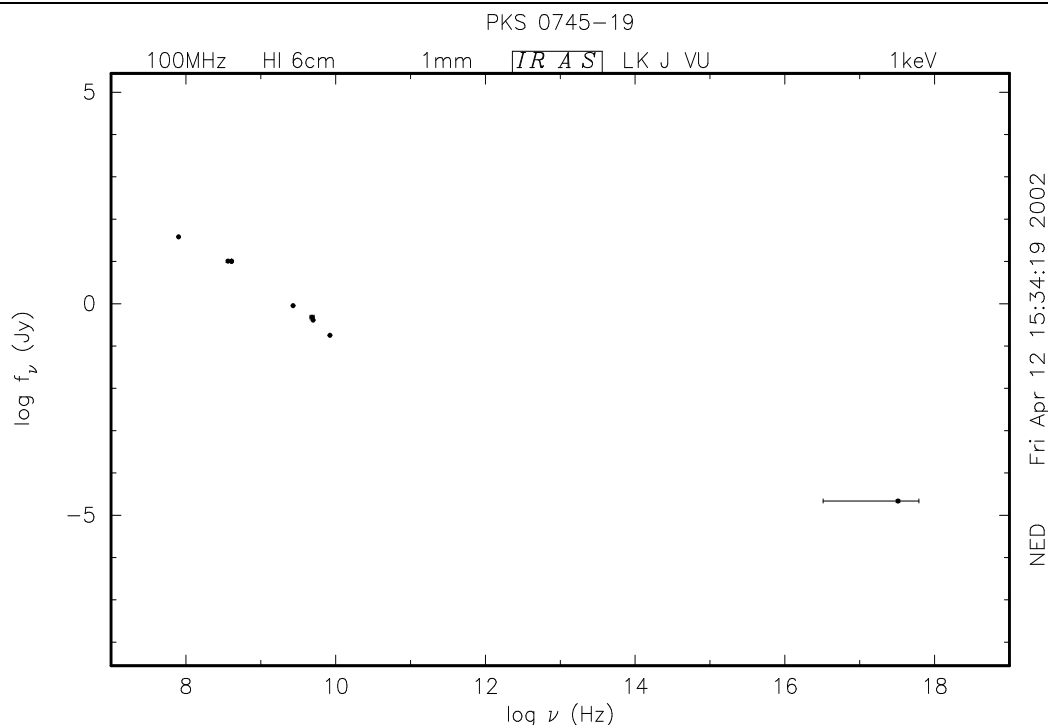


Fig. 2.28: Distribuição espectral de energia de PKS 745-19 (NED).

PKS 745-19 está localizada em baixa latitude galáctica ($b = +3^\circ$). É uma galáxia elíptica gigante, fazendo parte de um aglomerado de galáxias e caracterizada por apresentar um *cooling flow* massivo (Pierre & Starck 1998). O gás intra-aglomerado é proposto estar “esfriando” e acretando na galáxia hospedeira de PKS 745-19 a uma taxa sem precedente de $1000 M_\odot$ por ano (Fabian et al. 1985; mas também Arnaud et al. 1987). Segundo Baum et al. (1988), sua emissão rádio é grosseiramente co-espacial com a região emissora das linhas óticas, com esta tendo em torno do dobro do tamanho da região emissora em rádio.

De acordo com Zirbel & Baum (1998), uma barra de emissão em *raios-X* é detectada, coincidindo com o gás emissor de linhas. Sarazin, Baum & O’Dea (1995) sugerem que a emissão em raios-X e a região emissora de linhas em $H\alpha$ formam um disco rotante que está sendo acretado no núcleo galáctico.

As larguras equivalentes das linhas de absorção apresentam valores típicos do *template* E8 no núcleo, com um gradiente para valores típicos do *template* E4 mais para fora (CFSBS98).

Pictor A

Pictor A, também denominada PGC 017116, possui classificação morfológica de Hubble (R’)SA0⁰ pec e um redshift $z = 0.03506$. A Fig. 2.29 mostra a SED obtida do NED para Pictor A. Esta é uma fonte rádio FR II, apresentando linhas largas..

As larguras equivalentes das linhas de absorção apresentam valores típicos do *template* S4 nas regiões mais externas, com uma forte diluição no núcleo (CFSBS98).

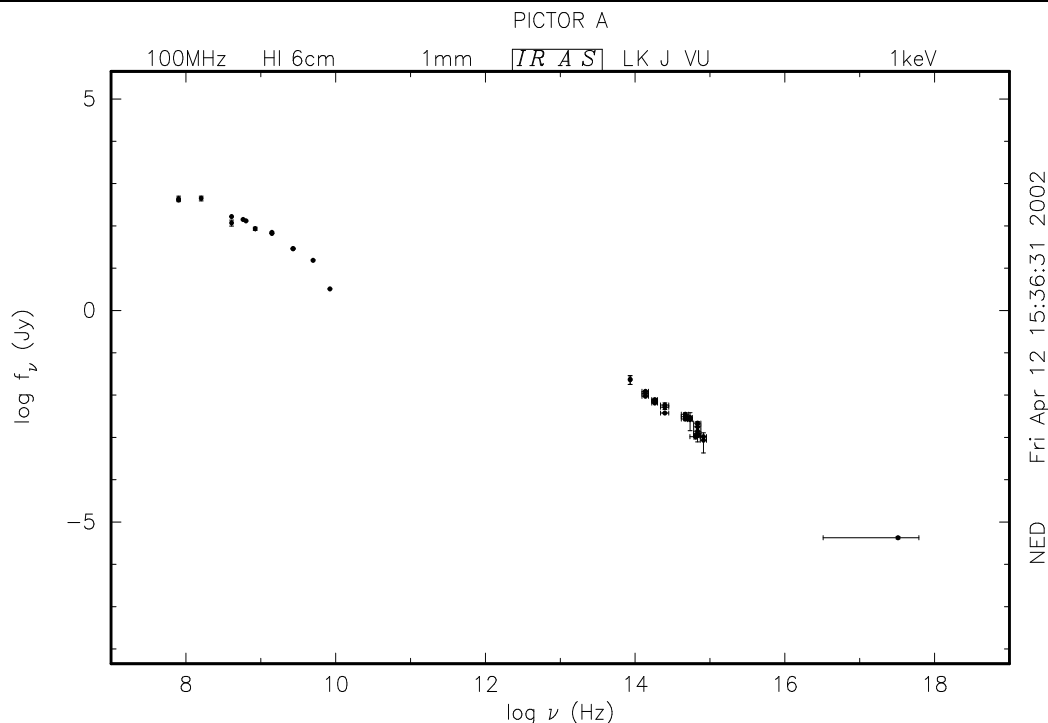


Fig. 2.29: Distribuição espectral de energia de Pictor A (NED).

2.2 Observações

Utilizamos a técnica de espectroscopia de fenda longa a qual foi orientada ao longo do ângulo de posição de maior extensão do gás ionizado, obtido de estudos que utilizaram a técnica de imageamento, como descrito na seção anterior.

Os espectros de fenda longa foram obtidos com o telescópio Blanco de 4 metros do CTIO, utilizando um detector CCD no espectrógrafo Cassegrain. As galáxias foram observadas em maio de 1992, janeiro e dezembro de 1994. O “seeing” (alargamento do perfil de uma fonte puntual devido à turbulência atmosférica) presente nestas observações foi em torno de 1–1.5”, enquanto que a resolução espectral obtida, calculada através da largura da linha do céu foi de $\sim 6\text{--}9 \text{ \AA}$. As observações cobrem o intervalo de comprimento de onda de 3500–7100 \AA . A largura da fenda utilizada em todas as observações corresponde no céu a 2”. Os ângulos de posição estão listados na Tabela 2.1 e foram selecionados ao longo das direções em que a emissão do gás de alta excitação observada em imagens com filtros estreitos centrados em [OIII] $\lambda 5007$ (Mulchaey, Wilson & Tsvetanov 1996, Baum et al. 1988) é mais estendida. Isto é exemplificado na Fig. 2.30 para a galáxia NGC 1358. A escala média para as galáxias Seyfert 2 é de 240 pc”, variando de 48 (para NGC 1386) a 570 pc” (para CGCG 420-015). Para as galáxias Seyfert 1 a escala média é 307 pc”, variando de 108 pc” até 560 pc”, enquanto para as Rádio-galáxias a escala média é 1228 pc”, variando de 660 pc” até 2133 pc”. A escala pc” para cada galáxia é listada na Tabela 2.1.

A redução dos dados foi realizada usando os procedimentos padrões IRAF (“Image Reduction and Analysis Facility”). A calibração em fluxo foi realizada a partir de estrelas padrões. A subtração do céu foi feita utilizando partes do espectro bidimensional que se estendem além da galáxia. A partir dos espectros de fenda longa, foram extraídos espectros do núcleo e de regiões

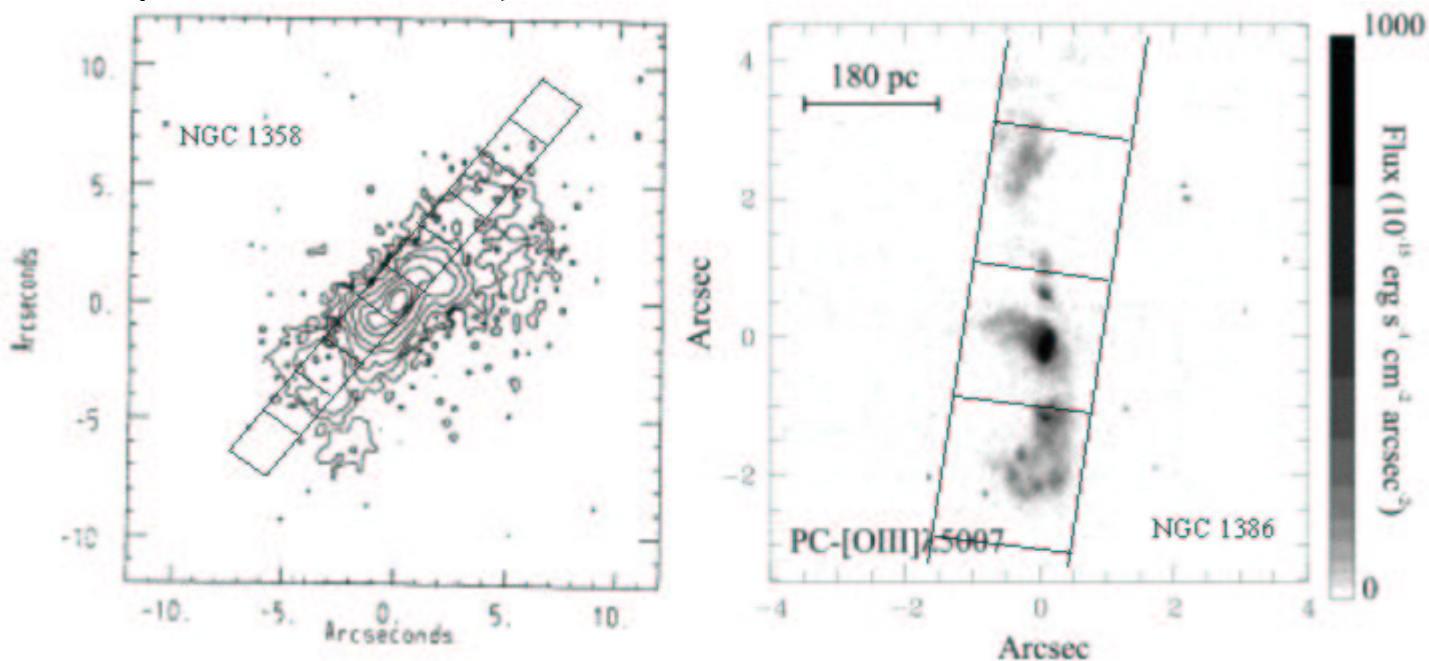


Fig. 2.30: Exemplo de colocação da fenda na obtenção dos espectros de NGC 1358 (à esquerda) e NGC 1386 (à direita). As imagens são orientadas de modo que o Norte está para cima e o Leste para a esquerda. NGC 1358: Mapa de isofotas obtido de Mulchaey et al. (1996), na linha [OIII]λ5007. A fenda é colocada ao longo do ângulo de posição onde o gás é mais estendido (no caso, P. A. 145°). As janelas de extração utilizadas também são ilustradas. NGC 1386: imagem obtida de Ferruit et al. (2000), com um filtro estreito centrado em [OIII]λ5007. A fenda é colocada ao longo do ângulo de posição onde o gás é mais estendido (no caso, P. A. 169°). Apenas as janelas de extração mais interiores são ilustradas.

extranucleares – tipicamente em janelas de 2'' na região nuclear e algumas vezes maiores nas regiões mais externas. Exemplos destes espectros são mostrados na Figura 2.31. Maiores detalhes a respeito das observações podem ser encontrados em CFSBS98.

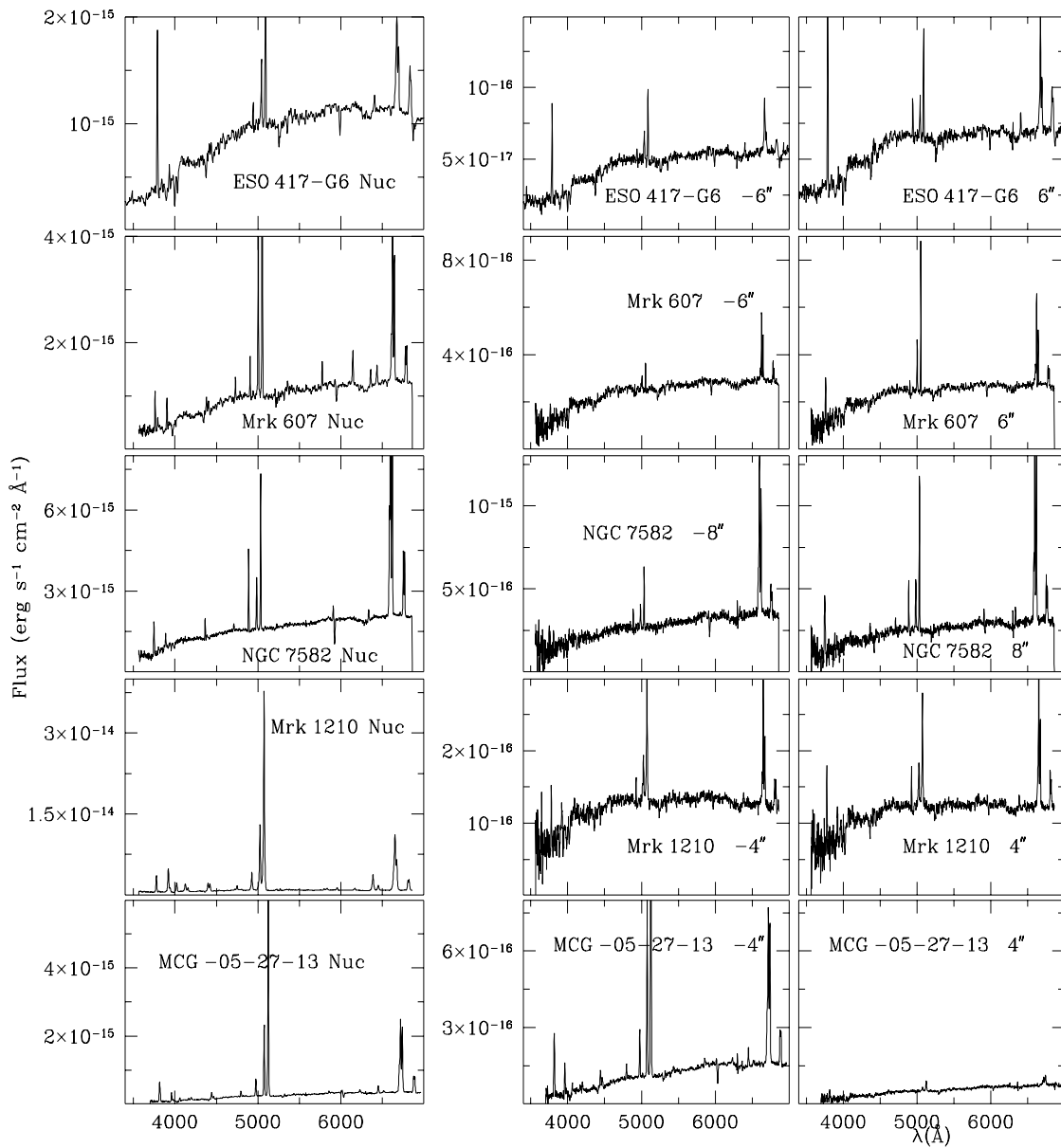


Fig. 2.31: Alguns espectros utilizados neste trabalho.

Capítulo 3

Parâmetros físicos do gás

Na região ótica do espectro, linhas de emissão são os principais observáveis associados ao fenômeno AGN. Através destes observáveis, vários parâmetros físicos do gás podem ser derivados.

Linhas de emissão foram detectadas a até 2–6 kpc do núcleo nas galáxias Seyfert e até 12 kpc nas Rádio-galáxias. Os fluxos das linhas de emissão foram medidos como função da distância ao núcleo através de ajustes de gaussianas aos perfis das linhas. As extrações nucleares correspondem à emissão do gás dentro de poucas centenas de parsecs dos núcleos na nossa amostra, e nós consideraremos estas como representando a emissão da NLR. As extrações extranucleares correspondem então à ENLR.

Incertezas nos fluxos foram estimadas como o produto da largura à meia altura (FWHM) de cada linha pelo desvio quadrático médio (*rms*) no contínuo local.

Distâncias angulares foram transformadas em distâncias lineares e corrigidas por inclinação utilizando a informação listada na Tabela 2.1.

3.1 Distribuição de E(B-V)

Quando radiação com comprimento de onda λ_{ref} característica da região visível do espectro atravessa uma nuvem contendo grãos de poeira, o espectro que emerge é afetado pelo efeito de extinção, que consiste na absorção e espalhamento desta radiação. A seção de choque de extinção pela poeira é maior para fótons com menores comprimentos de onda e menor para fótons com maiores comprimentos de onda, produzindo o avermelhamento da radiação.

De modo a poder determinar a informação carregada pelo espectro emitido pelas nuvens ionizadas pelo AGN, devemos corrigir o espectro observado aqui na Terra pelo efeito de extinção devido à poeira interposta entre nós e a região emissora. Para isto necessitamos calcular o excesso de cor E(B-V) apresentado pelo espectro observado.

O fluxo associado a um fóton com comprimento de onda λ observado, F_{λ}^{obs} , está relacionado ao fluxo intrínseco, F_{λ}^{int} , e ao efeito de extinção pela poeira – medido pelo excesso de cor E(B-V) – através da equação

$$F_{\lambda}^{obs} = F_{\lambda}^{int} 10^{-0.4 \chi_{\lambda} E(B-V)} \quad (3.1)$$

onde χ_{λ} é o valor do avermelhamento para o comprimento de onda λ . Uma vez que conhecemos a razão entre o *fluxo intrínseco* de duas linhas de emissão de comprimentos de onda distintos, bem como os respectivos valores de χ_{λ} , podemos determinar o E(B-V) através do valor observado desta mesma razão.

O método padrão para a determinação do E(B-V) associado a nuvens emissoras de linhas utiliza o valor intrínseco da razão entre os fluxos das linhas de emissão $H\alpha$ e $H\beta$. As probabilidades de transição radiativa entre os níveis de energia do elétron que dão origem à emissão $H\alpha$ e $H\beta$ são apenas fracamente dependentes da densidade e temperatura do gás emissor. Para regiões H II, o valor intrínseco da razão entre os fluxos $H\alpha/H\beta$ é de 2.9 enquanto que para as nuvens emissoras associadas a um AGN esta razão é incrementada para 3.1 (Ferland & Osterbrock 1986, Osterbrock 1989), pela formação adicional de fótons $H\alpha$ por efeitos de excitação colisional.

Assumindo o valor de χ_λ dado pela curva de avermelhamento parametrizada por Seaton (1979), escrevendo a Eq. 3.1 para fótons $H\alpha$ e $H\beta$ e fazendo-se então a razão entre $F_{H\alpha}^{obs}/F_{H\beta}^{obs}$ obtemos

$$\left. \frac{F_{H\alpha}}{F_{H\beta}} \right|_{obs} = \left. \frac{F_{H\alpha}}{F_{H\beta}} \right|_{int} 10^{-0.4 E(B-V) (\chi_{H\alpha} - \chi_{H\beta})} \quad (3.2a)$$

$$E(B-V) = 2.16 \cdot \log \left(\frac{F_{H\alpha}^{obs}/F_{H\beta}^{obs}}{3.1} \right) \quad (3.2b)$$

Conhecendo-se então E(B-V) podemos obter os fluxos intrínsecos das linhas de emissão a partir da equação 3.1.

Entretanto, antes faz-se necessária a correção prévia pela extinção pela poeira de nossa galáxia, $E(B-V)_{Gal}$, a qual foi obtida através do banco de dados NED¹ para cada um dos objetos de nossa amostra. Aplicamos então a equação 3.1 de modo a obter os fluxos das regiões emissoras afetados apenas pela presença poeira intrínseca à galáxia analisada.

O valor determinado para o E(B-V) intrínseco às galáxias Seyfert varia entre 0.3 e 1.2 magnitudes para a ENLR, com valores típicos na NLR ~ 0.6 mag. Não encontramos diferenças significativas nos valores de E(B-V) para galáxias Seyfert e Rádio-galáxias. As figuras 3.1 e 3.2 mostram a distribuição do E(B-V) em função da distância ao núcleo para as galáxias estudadas. Nos casos onde não foi possível medir a linha de emissão $H\beta$, porque encontra-se em absorção pela componente estelar, determinamos o valor do E(B-V) interpolando o valor do E(B-V) das janelas de extração vizinhas. Nos casos das galáxias NGC 6300, IRAS 11215-2806 e Fairall 316, a emissão $H\beta$ é muito débil na maioria das posições obtendo-se unicamente limites inferiores para o E(B-V), os quais serão usados para corrigir o fluxo das linhas de emissão pelo efeito da extinção.

Em 9 galáxias das 18 Seyfert 2 encontramos um valor de E(B-V) menor no núcleo que nas posições vizinhas (Fraquelli & Storchi-Bergmann 2000b). O mesmo é observado em 4 das 6 galáxias Seyfert 1 e em 3 das 5 Rádio-galáxias investigadas. Isto é inesperado no caso das galáxias Seyfert 2, considerando o usual excesso de poeira observado na região nuclear (Antonucci 1993; Martini & Pogge 1999). Este tipo de variação do E(B-V) com a distância radial já havia sido anteriormente encontrado por Veilleux et al. (1995) para 1 Seyfert 2 e 2 LINER's (em uma amostra que compreendia 19 AGN's de classes diversas). Veilleux et al. propuseram duas possíveis explicações para este tipo de comportamento. A primeira delas é que algumas galáxias Seyfert teriam uma menor quantidade de poeira no núcleo devido a destruição/expulsão dos grãos de poeira

¹ <http://nedwww.ipac.caltech.edu>

pelo campo de radiação gerado no AGN e/ou por choques, o que acreditamos ser o caso de 4 das 6 galáxias Seyfert 1 da nossa amostra. A segunda possibilidade é a existência de efeitos de profundidade ótica complexos, tais que regiões mais internas pudessem ser bloqueadas por nuvens óticamente espessas, de forma que seus fótons óticos não sejam detectados na Terra.

Atribuímos nossa maior incidência em detectar este tipo de comportamento (em relação ao trabalho de Veilleux et al. 1995) à melhor resolução espacial de nossos dados, uma vez que o procedimento de obtenção dos dados seguido por Veilleux et al. (1995) não é otimizado para obter informação espacial em sua amostra. Tipicamente, o espectro de Veilleux et al. (1995) da “NLR” abrange uma dimensão de 2 kpc, quase uma ordem de grandeza maior que a de nossos dados observacionais.

De modo a investigar se o comportamento do E(B-V) em função da distância nas galáxias Seyfert 2 é devido ao fato de não levarmos em conta a absorção devida à população estelar (a qual pode ser grande no caso de H β), corrigimos nossos dados observacionais por este efeito, utilizando os dois métodos descritos a seguir.

Primeiramente, adotamos um procedimento utilizado em trabalhos prévios (Ferruit et al. 1999) que consiste em assumir um valor constante para a largura equivalente W das linhas de absorção de H β e H α associadas à componente estelar ($W_{H\beta} = W_{H\alpha} = 2 \text{ \AA}$) para corrigir o fluxo em emissão pela presença das linhas de absorção estelares. O resultado foi muitos valores negativos nos E(B-V)’s determinados indicando que H β foi superestimado.

Usamos então um espectro “template” do núcleo da galáxia normal NGC 6684 para corrigir o espectro pela absorção subjacente, subtraindo-o do espectro observado. Este método resultou em valores de E(B-V) somente positivos e fez a distribuição de E(B-V) mais plana unicamente para 2 das 8 galáxias Seyfert 2 que tinham E(B-V) menor no núcleo que nas posições vizinhas. Concluímos então que este efeito – do E(B-V) ser menor no núcleo em vários casos – é real.

3.2 Distribuição da densidade eletrônica

Longair (1992) enuncia as principais fases do meio interestelar (daqui em diante ISM) como sendo formadas pelas nuvens moleculares (as quais representam uma fração do volume total do ISM $V_{ISM} \sim 0.5\%$, uma fração da massa $\text{Frac}_{massa} \sim 40\%$ da massa total do ISM, com densidades da ordem de $N \geq 1000 \text{ cm}^{-3}$ e temperatura $T \sim 10 - 30 \text{ K}$), nuvens difusas/nuvens HI/meio neutro frio ($V_{ISM} \sim 5\%$, $\text{Frac}_{massa} \sim 40\%$, $N \geq 1 - 100 \text{ cm}^{-3}$ e $T \sim 80 \text{ K}$), meio internuvem ($V_{ISM} \sim 40\%$, $\text{Frac}_{massa} \sim 20\%$, $N \geq 0.1 - 1 \text{ cm}^{-3}$ e $T \sim 8000 \text{ K}$) e gás coronal ($V_{ISM} \sim 50\%$, $\text{Frac}_{massa} \sim 0.1\%$, $N \geq 0.001 \text{ cm}^{-3}$ e $T \sim 10^6 \text{ K}$).

Podemos derivar a distribuição da densidade eletrônica a partir da razão entre os fluxos das linhas de emissão do [S II] $\lambda\lambda 6716, 6731$ (Osterbrock 1989). Esta distribuição é mostrada nas figuras 3.3 e 3.4 para galáxias Seyfert 2, Seyfert 1 e Rádio-galáxias. O gás na NLR tem densidades tipicamente na faixa $300 \leq N_e \leq 1000 \text{ cm}^{-3}$, a qual decresce para fora para o limite de baixa densidade, assumido ser 50 cm^{-3} , nas posições mais distantes do núcleo ($> 2 \text{ kpc}$). A densidade na NLR tem um valor médio de $520 \pm 260 \text{ cm}^{-3}$ para as galáxias Seyfert 1, $450 \pm 200 \text{ cm}^{-3}$ para as galáxias Seyfert 2 e $220 \pm 128 \text{ cm}^{-3}$ para as Rádio-galáxias. O valor médio da densidade na NLR para as galáxias Seyfert (Seyfert 1+Seyfert 2) é $470 \pm 210 \text{ cm}^{-3}$, consistente com o obtido

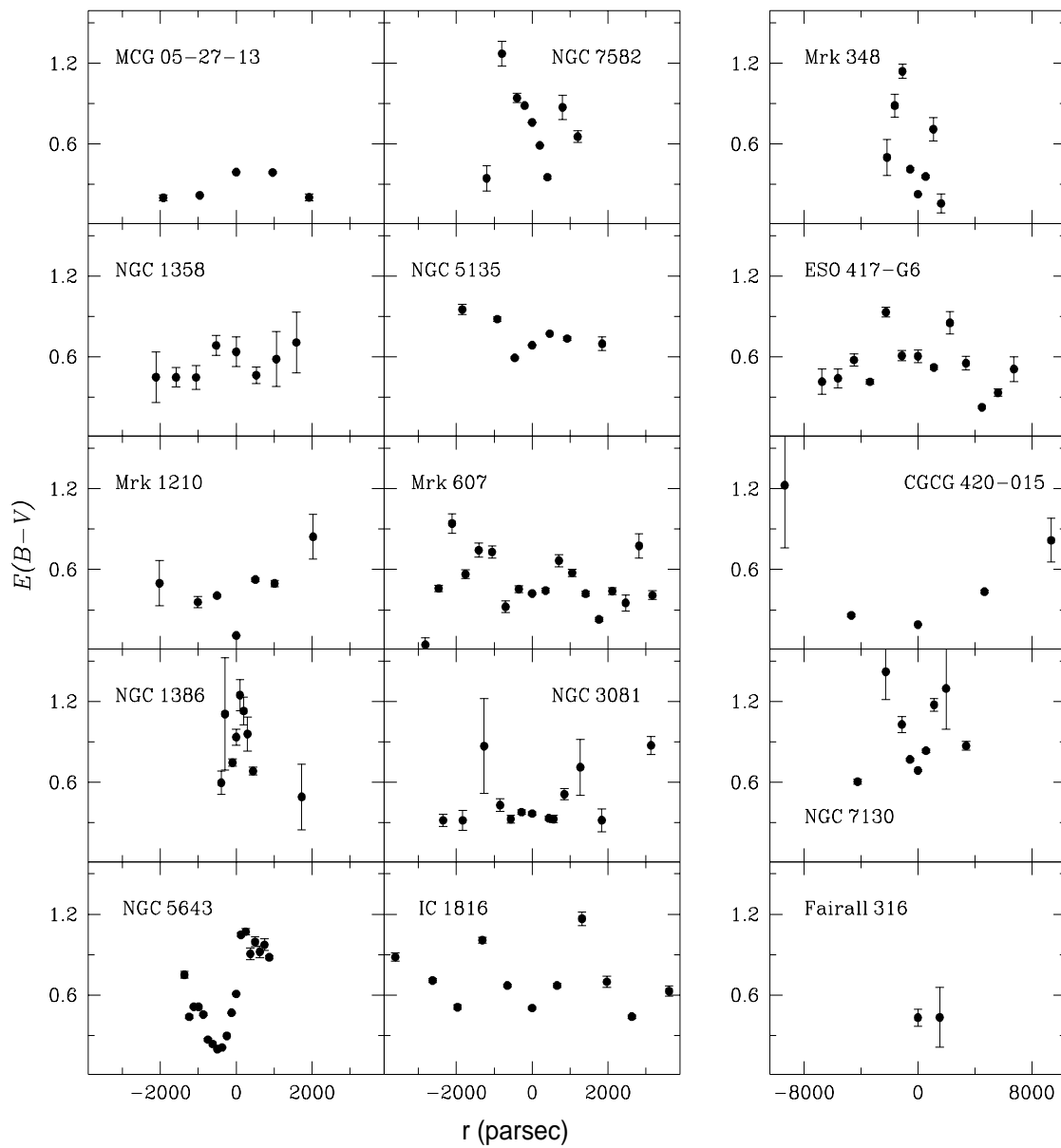


Fig. 3.1: $E(B - V)$ como função da distância ao núcleo para galáxias Seyfert 2.

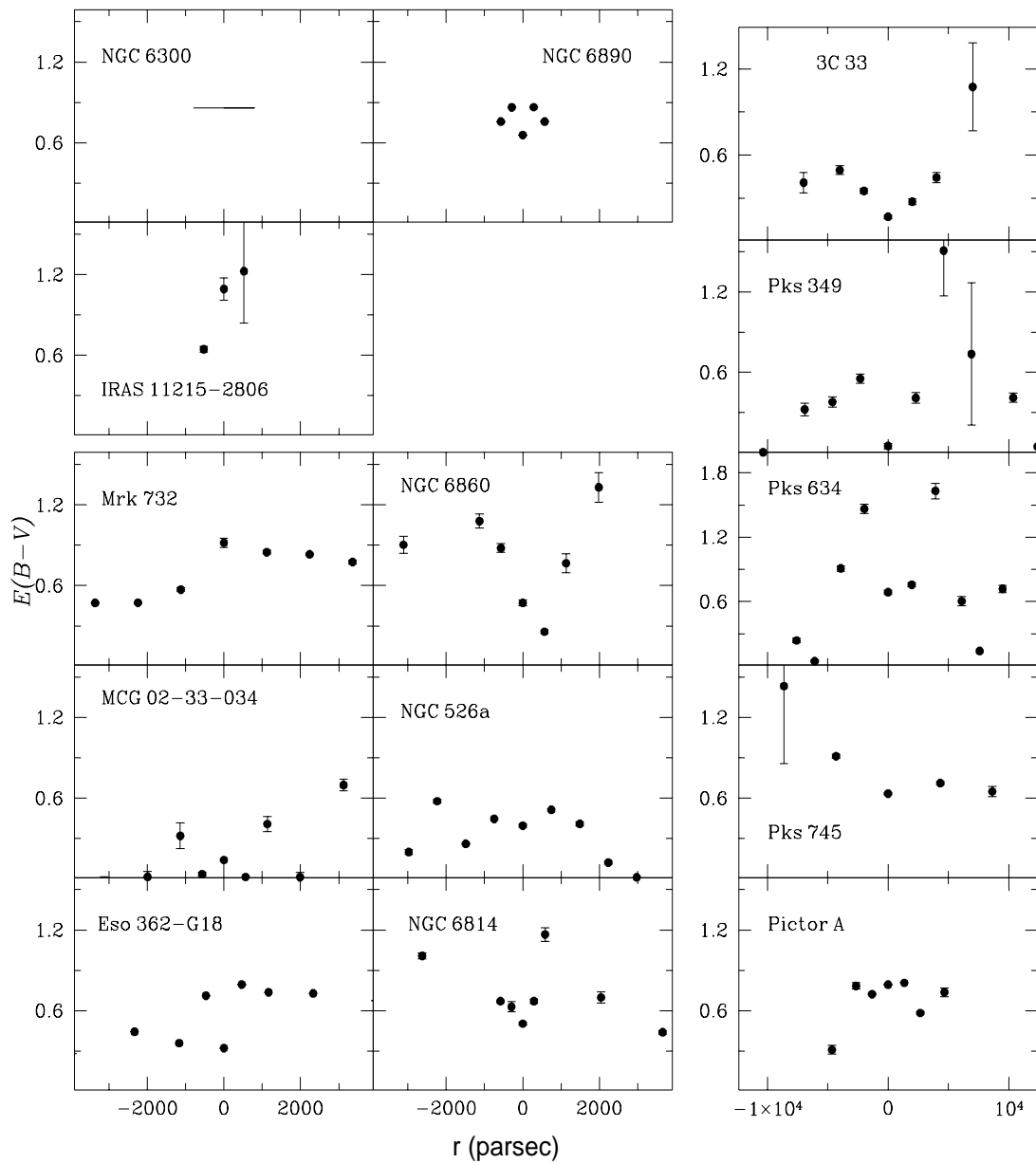


Fig. 3.2: *Idem à Fig. 3.1, mas para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).*

por Veilleux et al. (1995; $\sim 430 \text{ cm}^{-3}$) para uma amostra de 19 AGN's distintos da nossa amostra.

As Rádio-galáxias parecem se caracterizar por distribuições de densidade mais constantes ao longo da galáxia do que as Seyfert. Pictor A foge deste comportamento e mostra um gradiente de densidade bem definido, com o núcleo apresentando a maior densidade observada entre os núcleos das Rádio-galáxias estudadas.

As densidades determinadas para a ENLR das galáxias Seyfert apresentam muitos valores acima do limite de baixa densidade ($\leq 50 \text{ cm}^{-3}$) para o gás ionizado. Esta característica é interessante porque o meio interestelar (daqui em diante ISM) de galáxias normais tem densidades para a fase de gás ionizado da ordem de $0.1\text{--}1 \text{ cm}^{-3}$ (Longair 1992). A componente do ISM em galáxias normais que possuem densidades semelhantes às encontradas para o gás ionizado da ENLR é a constituída por nuvens de HI.

Caso o ISM em galáxias normais e em galáxias ativas seja intrinsecamente similar, distinguindo-se apenas pela presença do campo de radiação do AGN nas últimas, uma consequência natural é que o AGN ionize as nuvens de gás neutro do ISM da galáxia hospedeira. O gás ionizado da ENLR estaria então associado também a nuvens e não só à gás difuso, como acontece nas galáxias normais. O efeito do campo de radiação do AGN sobre o ISM afeta então este último modificando o “peso” relativo de cada uma das fases que o formam (ao menos na região nuclear da galáxia hospedeira). A fase do ISM correspondente ao gás ionizado em galáxias ativas portanto está caracterizada por maiores densidades do que aquela que é característica em galáxias normais.

3.3 Distribuição da luminosidade superficial

A distribuição da luminosidade em função da distância ao núcleo pode nos dar informação sobre a distribuição geométrica do material emissor. De modo a poder comparar propriedades relacionadas às luminosidades de objetos que se encontram a diferentes distâncias da Terra, dividimos a luminosidade integrada em cada janela pela área correspondente na galáxia hospedeira, obtendo o brilho superficial.

As figuras 3.5 e 3.6 mostram a distribuição do brilho superficial L^{area} em função da distância ao núcleo para as linhas de emissão do [O III] $\lambda 5007$ e $H\alpha$ (já corrigidas pelo efeito de extinção pela poeira), bem como para o contínuo subjacente à linha de emissão do [O III]. Uma vez que o avermelhamento do contínuo não coincide, em geral, com o do espectro de linhas de emissão, sendo este último maior (Storchi-Bergmann, Calzetti & Kinney 1994 e Calzetti, Kinney & Storchi-Bergmann 1994), apresentamos nestas figuras o brilho superficial do contínuo corrigido apenas pela extinção galáctica sem a correção pela extinção do gás.

A distribuição do brilho superficial [O III] é, em média, mais centralmente concentrada do que a distribuição do brilho superficial do [O II] $\lambda 3727$ e de $H\alpha$. Uma possível explicação é que os fótons de mais alta energia são consumidos nas regiões mais próximas ao núcleo e/ou há a contribuição de outras fontes de ionização (e.g. regiões H II) nas regiões mais externas, aumentando aí principalmente a emissão de [O II] e $H\alpha$.

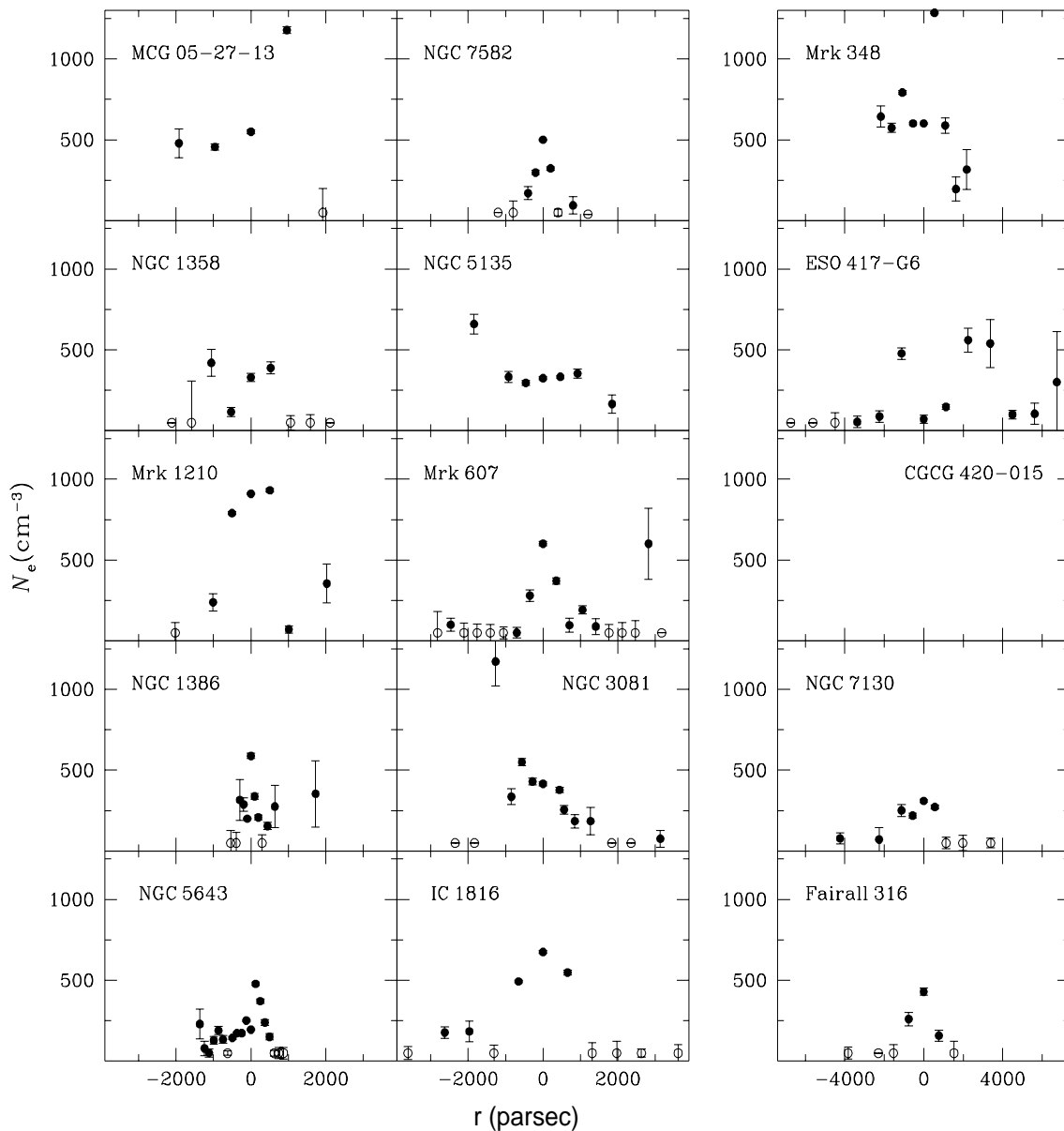


Fig. 3.3: Densidade eletrônica N_e obtida através da razão $[S_{II}]$ como função da distância ao núcleo para galáxias Seyfert 2. Símbolos abertos são posições onde N_e encontra-se no regime de baixa densidade (assumido como 50 cm^{-3}).

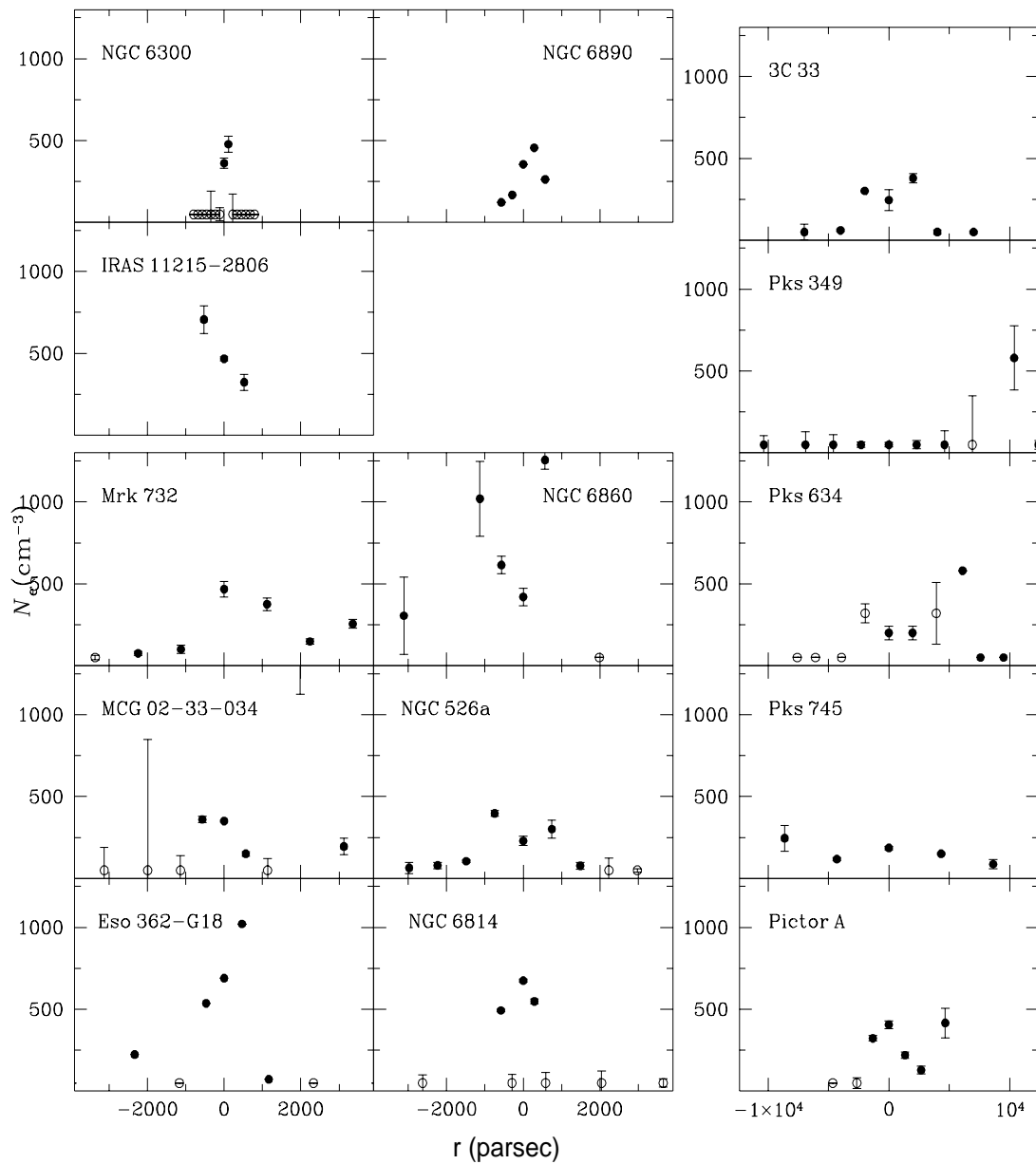


Fig. 3.4: *Idem à Fig. 3.3, mas para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).*

As figuras 3.7, 3.8 e 3.9 mostram uma comparação entre o brilho superficial do [O III] e do $H\alpha$ – corrigidos pela extinção da Via-Láctea e pela extinção intrínseca à galáxia hospedeira – para regiões emissoras agrupadas em diferentes intervalos de distância ao AGN: núcleo, $r \leq 2$ kpc (mas sem o núcleo) e $r > 2$ kpc. Estas figuras mostram que os brilhos superficiais nas duas linhas são proporcionais entre si, e que esta proporcionalidade se mantém em todos os intervalos de distância considerados, sendo que as regiões mais externas em geral apresentam brilhos superficiais menores. Isto suporta o cenário de uma mesma fonte ionizante para as duas linhas, ou que uma fonte comum domina a ionização. A maioria das regiões emissoras com $r < 2$ kpc são mais luminosas em [O III] do que em $H\alpha$, por um fator médio $\gtrsim 3$. Entretanto, as regiões mais externas que $r > 2$ kpc tendem a apresentar um maior espalhamento, e o fator médio fica em torno de $L_{H\alpha}^{\text{area}} = L_{[\text{O III}]}^{\text{area}}$ (a qual implica em $[\text{O III}]/H\beta = 3.1$ e define a fronteira entre o gás de alta-excitação e o de baixa excitação).

Estabelecemos então a distância à fonte central de 2 kpc como o *raio de influência* onde o efeito do AGN domina quase completamente a emissão do gás ionizado. Atribuímos o maior espalhamento observado em torno do valor médio nas galáxias Seyfert nas regiões mais distantes do que 2 kpc à contribuição de outros mecanismos à formação das linhas de emissão do gás. Para as Rádio-galáxias observamos que o *raio de influência* do AGN deve ser mais externo do que 2 kpc, com a emissão ocupando mais, em média, a região correspondente a gás de alta excitação

Ajustamos uma função do tipo lei-de-potência $F = F_0 r^\delta$ às distribuições de luminosidade acima. Os parâmetros ajustados são mostrados na Tabela 3.1, onde L_0 corresponderia ao brilho superficial a 100 pc do núcleo – juntamente com os valores médios dos parâmetros de ajuste para as três classes de atividade e para os diferentes tipos morfológicos de Hubble das galáxias hospedeiras.

Os valores de $\delta_{[\text{O III}]}$ e $\delta_{H\alpha}$ variam entre -1.1 e -5.3, com a maioria dos valores concentrados entre -1.5 e -3. Se a fonte ionizante é somente o AGN e o fator de cobertura for constante com a distância ao centro, então o valor de $\delta_{[\text{O III}]}$ e $\delta_{H\alpha}$ deveria ser ≈ -2 . Logo, valores menores indicariam um fator de cobertura C decrescente com a distância ao AGN, e valores maiores indicariam C crescente com a distância ao AGN e/ou uma contribuição de outras fontes ionizantes além da fonte central à ionização. Verifica-se, por exemplo, que $\delta_{H\alpha} = -1.4$ para NGC 5135 e NGC 7130, conhecidas por terem *starbursts* circumnucleares, apoiando a última hipótese acima. O valor de $\delta_{H\alpha} = -1.1$ de Mrk 607 também pode ser atribuído à formação estelar a $\sim 6''$ do núcleo. Os valores de $\delta_{\text{Cont } 5000\text{\AA}}$ para o contínuo variam entre -0.3 e -2.1, sendo sempre maiores que os valores para as linhas de emissão; ou seja, o brilho superficial do contínuo sempre cai “mais lentamente” com a distância ao núcleo do que as linhas de emissão.

O brilho superficial do [O III] ‘cai’ nas galáxias Seyfert mais rapidamente com a distância ao núcleo que $H\alpha$. As galáxias Seyfert 1 se caracterizam por uma “queda” levemente mais acentuada que a observada nas galáxias Seyfert 2 e nas Rádio-galáxias. Já para as Rádio-galáxias, não observamos diferenças significativas entre os valores médios da inclinação e de $L_0^{100\text{ pc}}$ das linhas de emissão de [O III] e $H\alpha$ – as Rádio-galáxias apresentam também a maior proximidade entre os valores médios de $\delta_{[\text{O III}]}$ e $\delta_{H\alpha}$ com $\delta_{\text{Cont } 5000\text{\AA}}$. Em termos de tipo de Hubble da galáxia hospedeira, as de tipo morfológico Sa são as que apresentam a maior luminosidade central $L_0^{100\text{ pc}}$, e as Sc têm as distribuições mais inclinadas nas linhas e menos inclinadas no contínuo, o que pode ser interpretado como devido à crescente contribuição do disco, desde as S0 até às Sc.

Tab. 3.1: Parâmetros ajustados às distribuições de brilho superficial $L = L_0 (r/100 pc)^\delta$ para cada galáxia, e o valor médio para grupos distinguidos por classe de atividade e por tipo morfológico de Hubble da galáxia hospedeira. L_0 em unidades de $[erg] [s^{-1}] [pc^{-2}]$.

Atividade nuclear	Galáxia	$\log L_0$ [O III] λ 5007	$\delta_{[O III]\lambda 5007}$	$\log L_0$ H α	$\delta_{H\alpha}$	$\log L_0$ Cont-5000Å	$\delta_{Cont-5000\text{Å}}$
Sy 2	ESO 417-G6	35.90	-1.6	35.52	-1.5	34.27	-1.9
	Fairall 316	36.27	-3.0	34.81	-1.9	34.54	-2.1
	CGCG 420-015	39.29	-2.4	38.10	-2.1	34.26	-1.5
	IC 1816	38.01	-3.0	37.04	-2.6	33.60	-1.1
	IRAS 11215-2806					33.66	-1.1
	MCG -05-27-13	40.95	-5.3:	39.83	-4.6:	34.49	-1.3
	Mrk 1210	41.40	-4.2	37.80	-3.9	33.44	-1.4
	Mrk 607	35.96	-1.6	35.10	-1.1	33.51	-1.0
	NGC 1358	36.88	-2.4	36.08	-2.2	34.04	-1.4
	NGC 1386	36.48	-3.4	35.60	-2.8	34.12	-1.5
	NGC 3081	35.82	-1.3	35.23	-1.4	33.10	-0.8
	NGC 5135	36.53	-1.7	36.14	-1.4	35.64	-1.2
	NGC 5643	36.20	-1.7	35.47	-1.6	32.99	-1.0
	NGC 6300	35.79	-2.8:	35.09	-3.2:	33.22	-0.3:
	NGC 6890	37.00	-3.0:	36.12	-2.7:	33.00	-0.7:
	NGC 7130	37.02	-1.5	36.60	-1.4	33.64	-1.0
NGC 7582	36.09	-1.8	36.47	-2.6	33.38	-1.4	
Mrk 348	36.82	-2.3	36.40	-2.1	33.68	-1.4	
Sy 1	Mrk 732	36.78	-1.8	35.73	-0.8	34.35	-1.4
	NGC 6860	35.71:	-1.0	35.64	-1.2	33.73	-1.4
	MCG -02-33-034	37.24	-3.1	36.79	-3.3	34.28	-1.8
	NGC 526a	37.16	-2.3	36.24	-1.9	34.02	-1.7
	ESO 362-G18	38.16	-3.7	36.70	-2.5	34.46	-2.0
	NGC 6814	38.47:	-4.6:	37.49	-4.3	33.97	-0.6
Rádio-gal.	3C 33	36.39	-1.3	35.75	-1.2	33.81	-1.2
	PKS 349-27	35.92	-1.4	35.95	-1.7	34.13	-1.6
	PKS 634-20	38.45	-2.3	38.05	-2.5	35.41	-2.0
	PKS 745-19	37.53	-2.1	37.89	-2.0	34.69	-1.9
	Pictor A	38.56	-3.6	38.47	-3.5	34.51	-1.8
Médias	Seyfert 1	37.90	-2.8	36.87	-2.3	34.20	-1.5
	Seyfert 2	40.30	-2.5	38.61	-2.3	34.52	-1.2
	Rádio-galáxias	38.13	-2.1	37.99	-2.2	34.86	-1.7
	S0/E ^a	37.85	-2.3	37.69	-2.0	34.62	-1.7
	Sa ^b	40.53	-2.8	38.84	-2.5	34.10	-1.4
	Sb ^c	37.36	-2.3	36.50	-2.5	33.46	-1.0
Sc ^d	38.00	-2.7	37.04	-2.4	35.17	-0.9	

^a ESO 417-G6, Fairall 316, IRAS 11215-2806, NGC 1386, Mrk 732, NGC 526a, 3C 33, PKS 349-27, PKS 634-20, PKS 745-19 e Pictor A.

^b CGCG 420-015, MCG -05-27-13, NGC 1358, NGC 3081, Mrk 1210, Mrk 607, NGC 7130, Mrk 348, ESO 362-G18 e MCG -02-33-034.

^c NGC 6300, NGC 6890, NGC 7582, IC 1816 e NGC 6860.

^d NGC 5643 e NGC 6814.

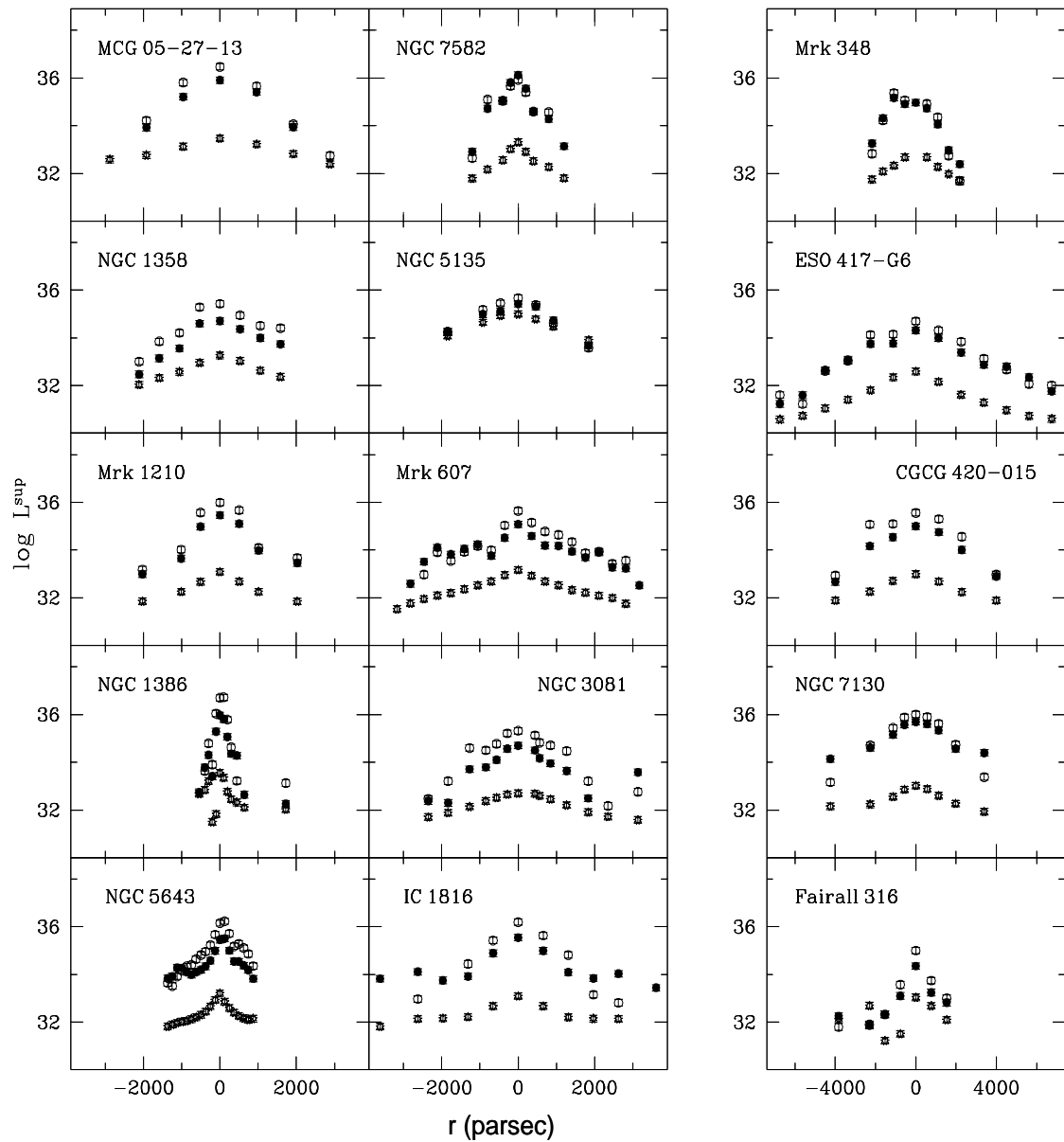


Fig. 3.5: Distribuição da luminosidade superficial de $H\alpha$ (símbolos cheios), $[O_{III}]\lambda 5007$ (símbolos vazados) e do contínuo 5000Å (estrelas) para galáxias Seyfert 2 em unidades de $[\text{erg}][\text{s}^{-1}][\text{pc}^{-2}]$.

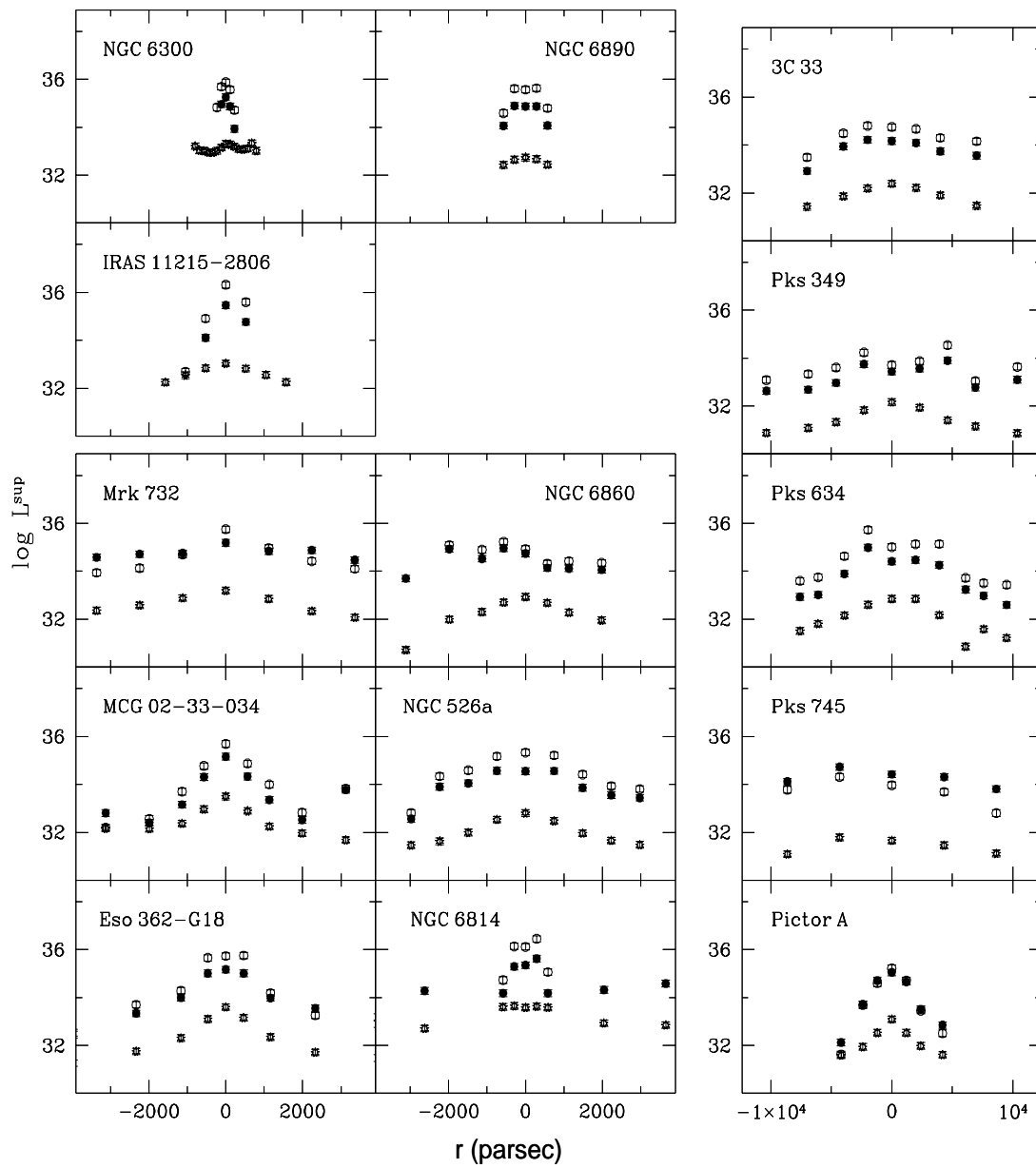


Fig. 3.6: *Idem à Fig. 3.5, mas para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita), em unidades de $[\text{erg}] [\text{s}^{-1}] [\text{pc}^{-2}]$.*

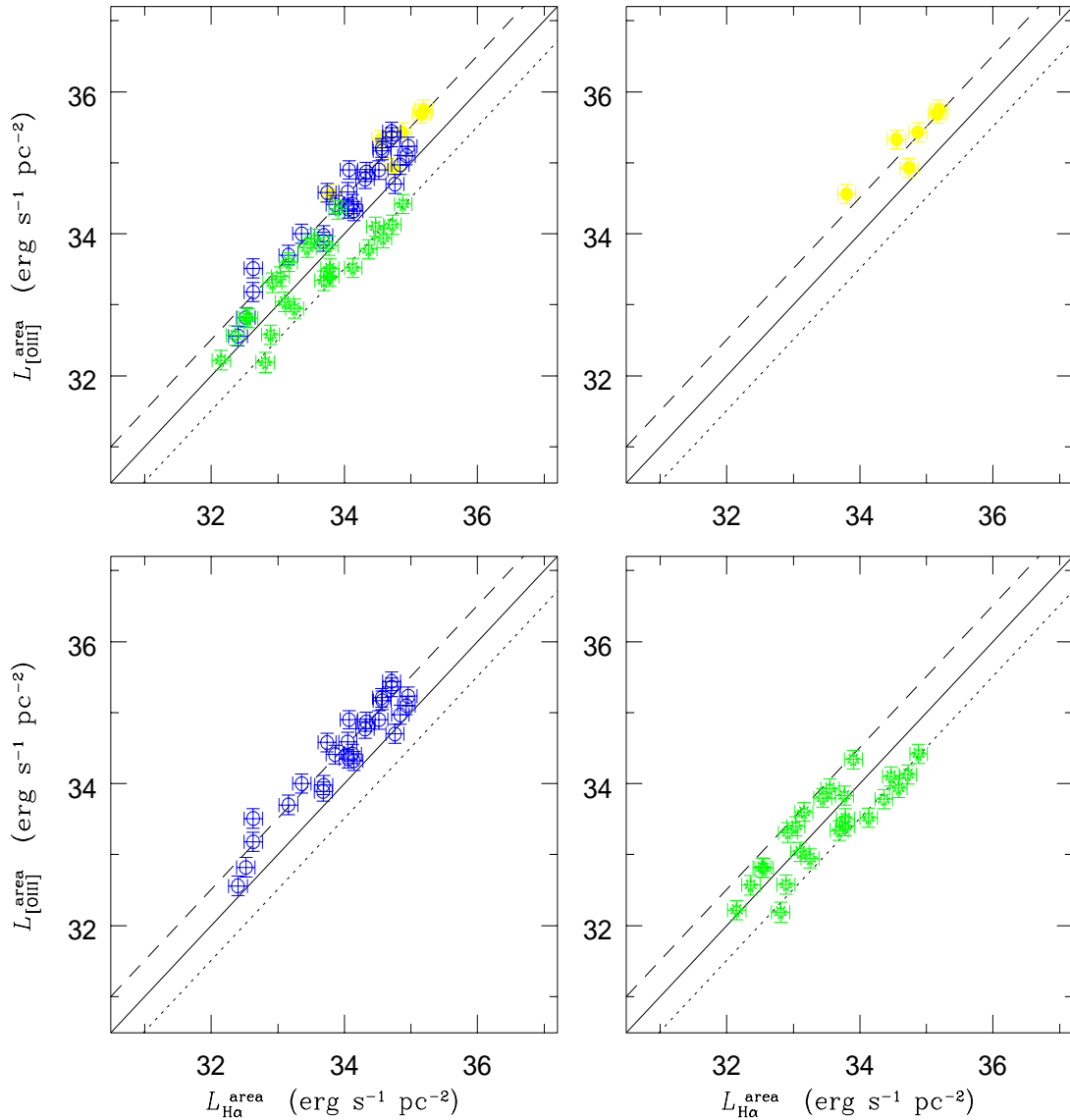


Fig. 3.7: Comparação entre o brilho superficial do $H\alpha$ e do $[O III]$ para galáxias Seyfert 1. Círculo preenchido: núcleo (NLR); círculo vazado: $r \leq 2 \text{ kpc}$; asterisco: $r > 2 \text{ kpc}$. Acima à esquerda: todas as regiões emissoras; acima à direita: núcleo; embaixo à esquerda: $r \leq 2 \text{ kpc}$; embaixo à direita: $r > 2 \text{ kpc}$. Para referência, a linha contínua corresponde à $L_{[O III]}^{\text{area}} = L_{H\alpha}^{\text{area}}$, a linha tracejada mostra $L_{[O III]}^{\text{area}} = 3 L_{H\alpha}^{\text{area}}$ e a linha pontilhada mostra $L_{[O III]}^{\text{area}} = 0.3 L_{H\alpha}^{\text{area}}$.

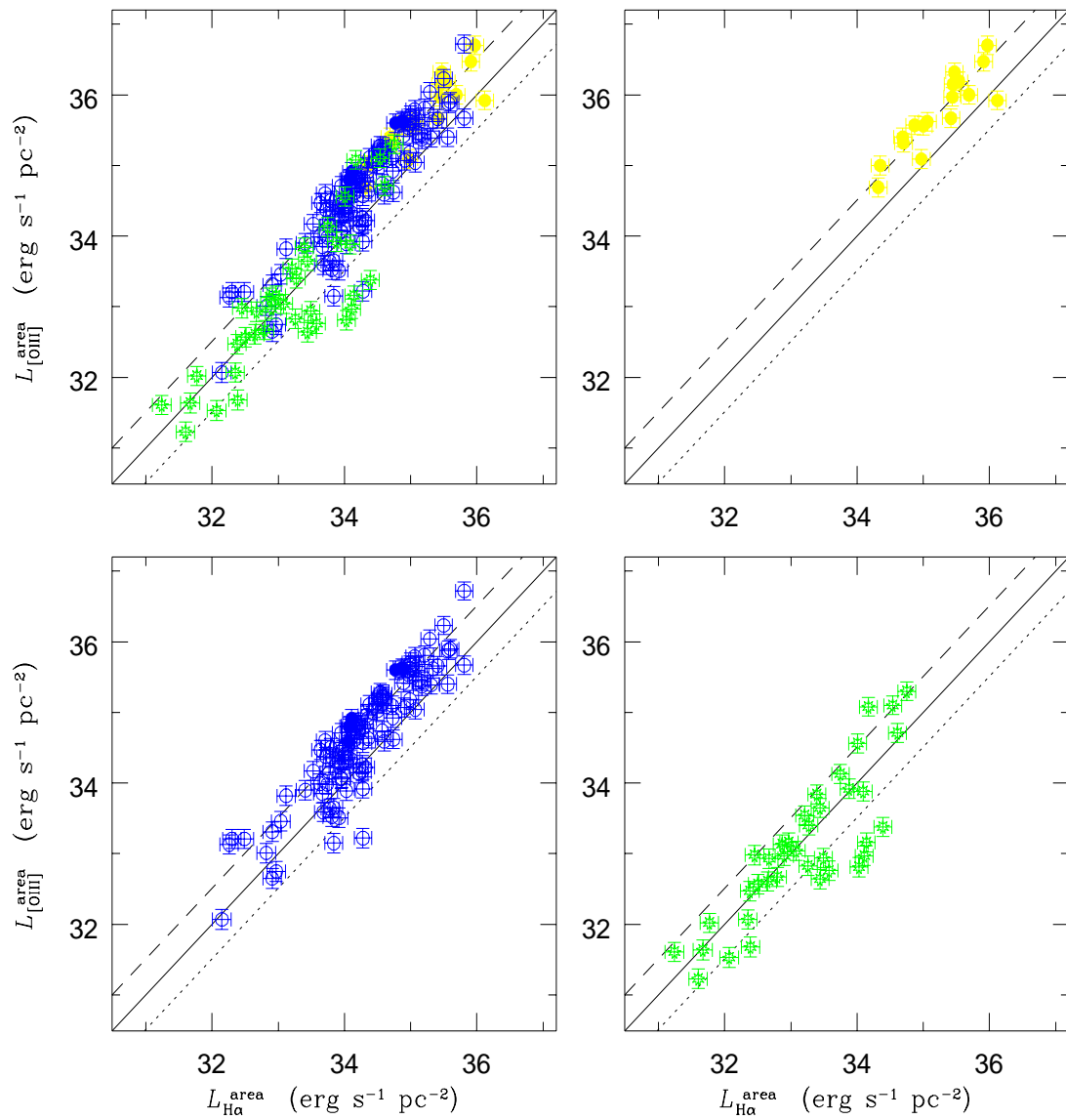


Fig. 3.8: *Idem* à Fig. 3.7, mas para galáxias Seyfert 2.

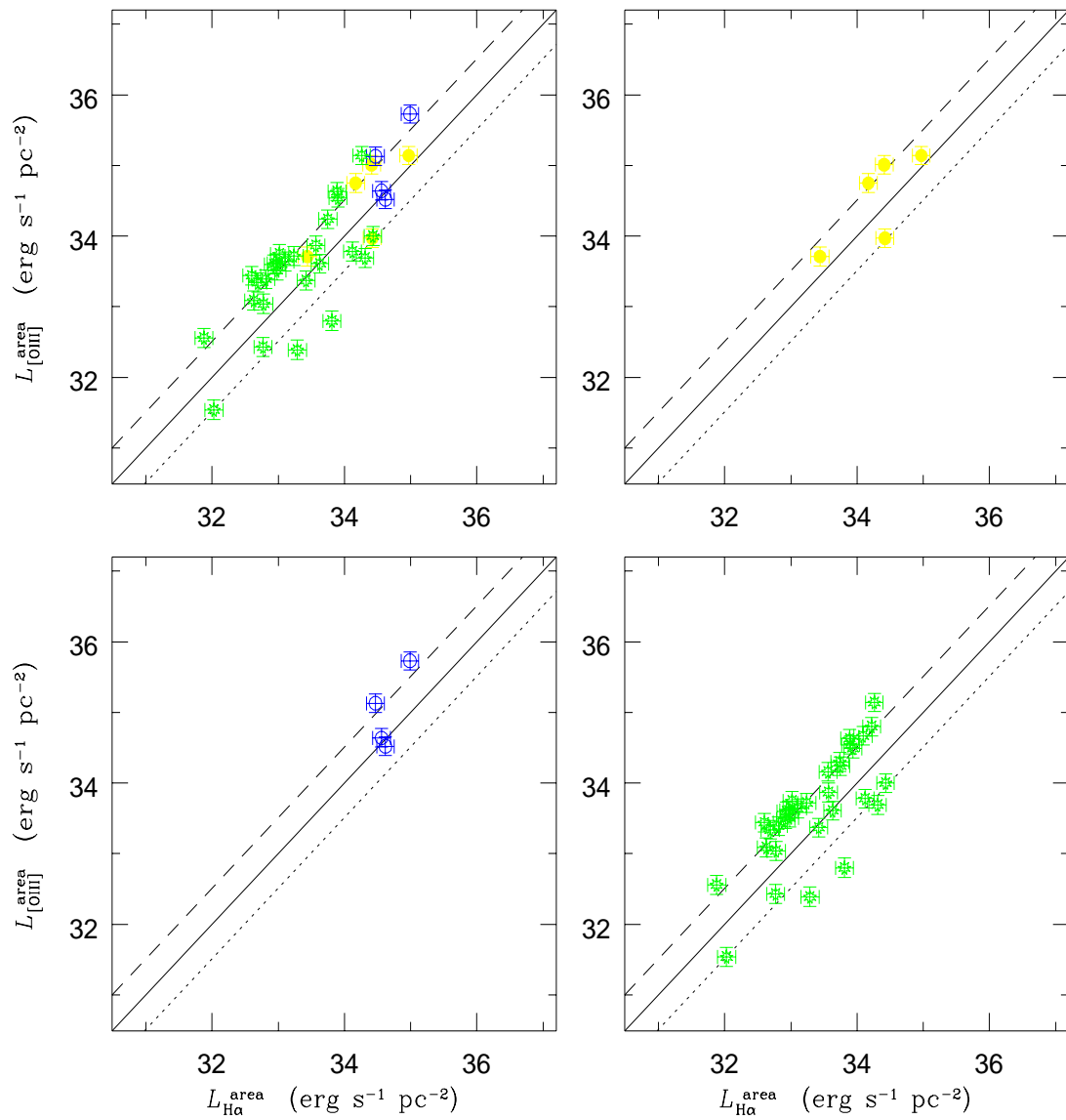


Fig. 3.9: *Idem à Fig. 3.7, mas para Rádio-galáxias.*

3.4 Massa de gás ionizado

A massa de gás ionizado (integrada em cada janela de extração) pode ser obtida a partir da luminosidade $H\beta$ e da densidade do gás (Peterson 1997), usando a expressão abaixo

$$M_{H^+} = 7 \times 10^8 \frac{L_{H\beta}^{41}}{N_e} M_{\odot} \quad (3.3)$$

onde $L_{H\beta}^{41}$ é a luminosidade $H\beta$ em unidades de $10^{41} \text{ erg s}^{-1}$ e N_e é a densidade eletrônica em unidades de cm^{-3} , de modo que M_{H^+} é determinado em unidades solares. Nas regiões onde o gás ionizado encontra-se no limite de baixa densidade ($\leq 50 \text{ cm}^{-3}$; símbolos vazados nas figuras 3.3 e 3.4), M_{H^+} pode ser um limite inferior da massa de gás ionizado em cada janela. A massa total de gás ionizado, a massa correspondente à NLR, bem como os valores médios derivados para as classes de AGNs e para os tipos morfológicos de Hubble, estão listadas na Tabela 3.2.

A massa total, incluindo as contribuições da NLR e da ENLR, varia de $\approx 10^5$ a $10^8 M_{\odot}$. A NLR contribui tipicamente com $\sim 10\%$, 30% e 15% da massa total de gás ionizado nas galáxias Seyfert 1, Seyfert 2 e Rádio-galáxias, respectivamente. Considerando que a fenda não cobre toda a região que contém gás ionizado (Mulchaey et al. 1996a), estimamos que a massa total de gás ionizado pode ser até 3 vezes maior.

Quando agrupamos os AGNs por tipo morfológico de Hubble da galáxia hospedeira, observamos que tanto a massa total de gás ionizado como a massa de gás ionizado na NLR, apresentam os maiores valores no grupo de tipo morfológico S0/E, decrescendo no grupo de tipo Sa e decrescendo para valores ainda menores e similares nos grupos de tipos Sb e Sc. Uma vez que este cálculo de massa não desconsidera completamente efeitos de distância – e objetos mais distantes tem contribuição de uma região espacialmente maior – precisamos ter cautela na interpretação deste resultado.

Para estimar o “peso” da componente de gás ionizado no ISM, comparamos a massa de gás à luminosidade na banda B L_B (no sistema UBVRi; Binney & Merryfield 1998) da região amostrada. Tal comparação foi anteriormente usada para determinar a relevância da componente de gás HI em galáxias normais (Roberts & Haynes 1994). Roberts & Haynes apresentam uma revisão dos parâmetros físicos ao longo da sequência de Hubble. Seus resultados sugerem que a razão massa total-luminosidade M_T/L_B é essencialmente constante em toda a sequência S0-Im. Além disto, a densidade superficial de HI parece crescer ao longo da sequência S0-Im (permanecendo praticamente a mesma entre os tipos morfológicos Sc-Im). Da mesma forma, parece haver um crescimento da razão massa de HI/luminosidade M_{HI}/L_B e da razão M_{HI}/M_T ao longo da sequência S0-Im.

As luminosidades L_B foram determinadas a partir de nossos espectros. Primeiramente estes foram corrigidos pelo “redshift”, sendo obtido então o valor do fluxo no contínuo em $\lambda 4450\text{\AA}$ (λ_{ref} do filtro B). Para determinar o fluxo integrado na banda B, multiplicamos o fluxo correspondente ao λ_{ref} do filtro B pela sua largura à meia altura (FWHM; Binney & Merryfield 1998), sendo necessária a correção pela extinção da Via-Láctea. Como mencionado anteriormente, a extinção interna no contínuo é menor do que no espectro de linhas de emissão. As figuras 3.10 e 3.11 mostram os valores derivados para a razão M_{H^+}/L_B em função da distância ao núcleo, onde mostramos tanto os resultados para L_B corrigida apenas pela extinção de nossa galáxia como para

L_B corrigida adicionalmente por 40% da extinção derivada para o gás, valor obtido por Storchi-Bergmann et al. (1994) para galáxias com formação estelar nuclear e adotado neste trabalho. A obtenção de L_B a partir dos espectros nos permitiu eliminar facilmente a contaminação por linhas de emissão intensas. Para efeitos de comparação, estas figuras mostram também os valores médios da razão M_{HI}/L_B para o tipo morfológico correspondente, obtidos do artigo de revisão de Roberts & Haynes (1994).

Verificamos que, em geral, os valores derivados para M_{H^+}/L_B são sistematicamente menores que os valores médios da razão M_{HI}/L_B (para o tipo morfológico correspondente), tipicamente com valores entre 10^{-2} e 10^{-4} . Se consideramos que os valores médios de M_{HI}/L_B para cada tipo morfológico são uma aproximação razoável para cada galáxia investigada e que o gás ionizado está confinado na galáxia, concluímos que o AGN não possui energia suficiente para transformar todo o reservatório de HI em H^+ , uma vez que ao menos 9 das 18 galáxias Seyfert 2 apresentam emissão HI detectada. Isto está de acordo com a distinção entre AGNs de “baixa luminosidade” (galáxias Seyfert e Rádio-galáxias) e de “alta luminosidade” (QSOs e quasares), onde estes últimos se caracterizam por estender sua influência a escalas galácticas. Ao corrigir o contínuo por 40% da extinção do gás, o valor da razão M_{H^+}/L_B é reduzido tipicamente por um fator de até 3 vezes (Tabela 3.2).

A Tabela 3.2 apresenta os valores da razão M_{H^+}/L_B na NLR, para L_B corrigida apenas pela extinção galáctica e adicionalmente por 40% da extinção do gás. Quando analisamos as médias para os grupos separados por classe de atividade nuclear, observamos que o valor da razão M_{H^+}/L_B cresce de Seyfert 1 para Seyfert 2 para Rádio-galáxia. Este resultado, entretanto, é difícil de interpretar porque a luminosidade na banda B pode ter origem em “componentes” diferentes em cada uma delas. No caso das galáxias Seyfert 1, temos que o contínuo na banda B é bastante influenciado pelo contínuo tipo lei-de-potência (ainda que muitas sejam Seyfert 1.5 e 1.8 e portanto esta componente do contínuo possa estar minimizada). Já no caso das galáxias Seyfert 2, resultados recentes (Storchi-Bergmann, Raimann, Bica & Fraquelli 2000) mostram que há sinais de formação estelar recente nas proximidades do núcleo – e portanto os menores valores encontrados relativamente às outras classes de atividade podem refletir preferencialmente um aumento de L_B do que de M_{H^+} (caso estas estrelas não emitam fótons ionizantes com $h\nu \geq 13.6$ eV). Entretanto, é possível que, uma vez que o contínuo tipo lei-de-potência das Seyfert 1 e a formação estelar recente nas Seyfert 2 “atuem” aumentando L_B , seu efeito pode ser cancelado ao compararmos uma classe à outra. Já as Rádio-galáxias apresentam o maior valor médio da razão M_{H^+}/L_B .

Os objetos que apresentam os maiores valores de M_{H^+}/L_B entre o grupo de galáxias Seyfert 2 são os que foram identificados por Storchi-Bergmann, Raimann, Bica & Fraquelli (2000) como apresentando sinais de formação estelar recente: NGC 5135, NGC 5643, NGC 7130 e NGC 7582 – resultados obtidos a partir da aplicação de modelos de síntese de população estelar aos espectros observados. Isto sugere que estas galáxias apresentam uma quantidade de gás no núcleo maior que as demais – o que é consistente com a formação estelar recente sugerida pelos modelos de síntese.

A galáxia que apresenta o maior valor da razão M_{H^+}/L_B na NLR é PKS 745-19. De acordo com Fabian et al. (1985), PKS 745-19 é associada com uma gigante elíptica localizada no centro de um aglomerado particularmente luminoso em raios-X. Fabian et al. propõem que o meio intra-aglomerado está se esfriando e acreta na galáxia hospedeira de PKS 745-19 a uma taxa

“sem precedente” de $1000 M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$. O altíssimo valor da razão M_{H^+}/L_B provavelmente reflete e suporta este cenário.

Diferentemente dos valores de M_{H^+} , a razão M_{H^+}/L_B corrige pelo efeito de distância (através do qual se observam no espectro regiões maiores em galáxias mais distantes) – tanto M_{H^+} como L_B provém da mesma região espacial. Assim, observamos que quando a massa de gás ionizado M_{H^+} é “pesada” pela emissão L_B , proveniente da mesma região, os grupos que separam os AGNs pelo tipo morfológico de Hubble da galáxia hospedeira apresentam valores similares para os grupos S0/E e Sc, e valores um pouco menores para Sb e para Sa (Tabela 3.2).

De modo a melhor poder comparar as distribuições de massa de gás ionizado para galáxias distintas, calculamos também a massa de gás ionizado por unidade de área, usando a expressão a seguir.

$$M_{\text{H}^+}^{\text{area}} = 7 \times 10^8 \left(\frac{L_{\text{H}\beta}^{41}}{A_w} \right) N_e^{-1} M_{\odot} \text{ pc}^{-2} \quad (3.4)$$

onde A_w é a área em parsecs quadrados correspondente à janela de extração (na maioria dos casos $2'' \times 2''$).

A Tabela 3.2 apresenta o valor da massa superficial de gás ionizado da NLR enquanto que as figuras 3.12 e 3.13 mostram esta massa superficial como função da distância ao núcleo para as galáxias investigadas. Como comparação, estas figuras mostram também a massa superficial de HI obtida de Roberts & Haynes (1994). Na maioria das galáxias Seyfert 2, é perceptível a existência de um pico no núcleo com valores entre 0.12 e $5.9 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$ e valor médio igual à $1.7 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$, decrescendo para fora. Em alguns poucos casos, os valores para a ENLR são similares aos encontrados para o núcleo. No caso das galáxias Seyfert 1, observamos que as distribuições da massa superficial apresentam uma tendência de serem homogeneamente distribuídas ao longo da ENLR, não apresentando um gradiente se desconsideramos o núcleo Seyfert 1 propriamente dito.

Analisando os valores para a massa superficial média de gás ionizado na NLR para os grupos separados por classe de atividade nuclear, observamos que as Rádio-galáxias apresentam o menor valor – o que é condizente com as grandes regiões espaciais consideradas nas extrações dos espectros (ver razão $''/\text{pc}$ na Tabela 2.1). O grupo Seyfert 2 se caracteriza por apresentar o maior valor médio de $M_{\text{H}^+}^{\text{area}}$ – mais de 5 vezes o valor obtido para as Rádio-galáxias e cerca de 3 vezes o valor obtido para as Seyfert 1.

Um resultado interessante a que chegamos ao calcular a massa superficial é que a interpretação sobre a “quantidade” de gás ionizado nos grupos distinguidos por tipo morfológico da galáxia hospedeira é distinta da que havíamos encontrado através do valor “absoluto” da massa de gás ionizado observada. Ao considerarmos a dimensão espacial da região amostrada pelos espectros, nossos cálculos indicam que a massa de gás ionizado por unidade de área cresce de galáxias hospedeiras de tipo S0/E para as de tipo mais tardio como as Sb e as Sc (ver Tabela 3.2) e segue a tendência observada para o HI em galáxias normais por Roberts & Haynes (1994).

Por fim, assumindo que a relação massa-luminosidade (banda B) para o contínuo estelar nas galáxias ativas amostradas não se desvia muito do valor médio obtido para galáxias normais por Roberts & Haynes (1994), determinamos também a massa de estrelas contida em cada região amostrada na qual derivamos a massa de gás ionizado. Tais resultados são igualmente mostrados

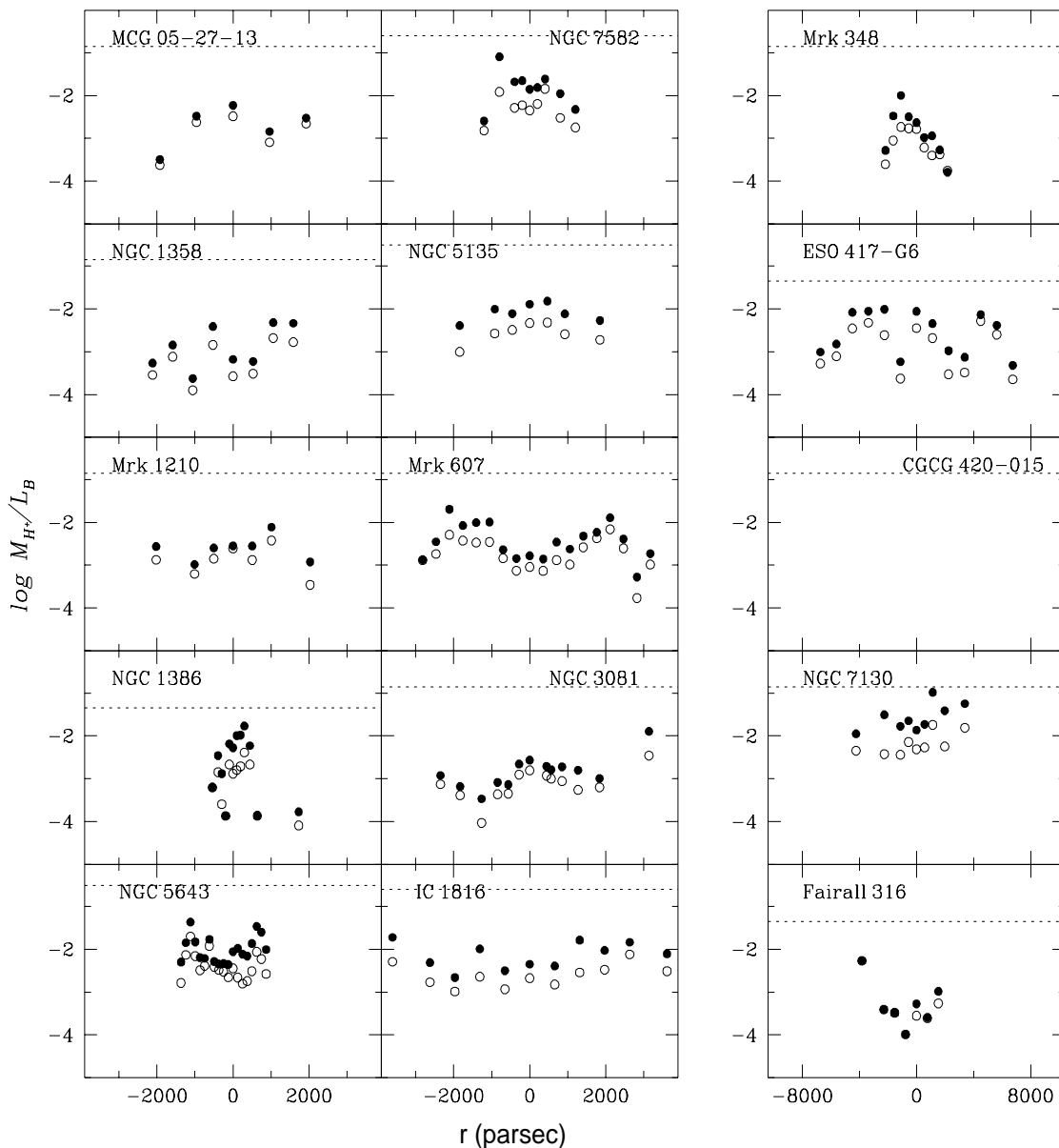


Fig. 3.10: Galáxias Seyfert 2. Símbolos cheios: razão entre a massa de gás ionizado (em massas solares) e a luminosidade da banda B (não corrigida por efeito de extinção derivado pelo gás), em função da distância ao núcleo. Símbolos vazados: mesma razão com L_B corrigida por 40% da extinção derivada para o gás. A linha pontilhada representa o valor médio da razão entre a massa de HI e a luminosidade na banda B para galáxias de mesmo tipo de Hubble (Roberts & Haynes 1994).

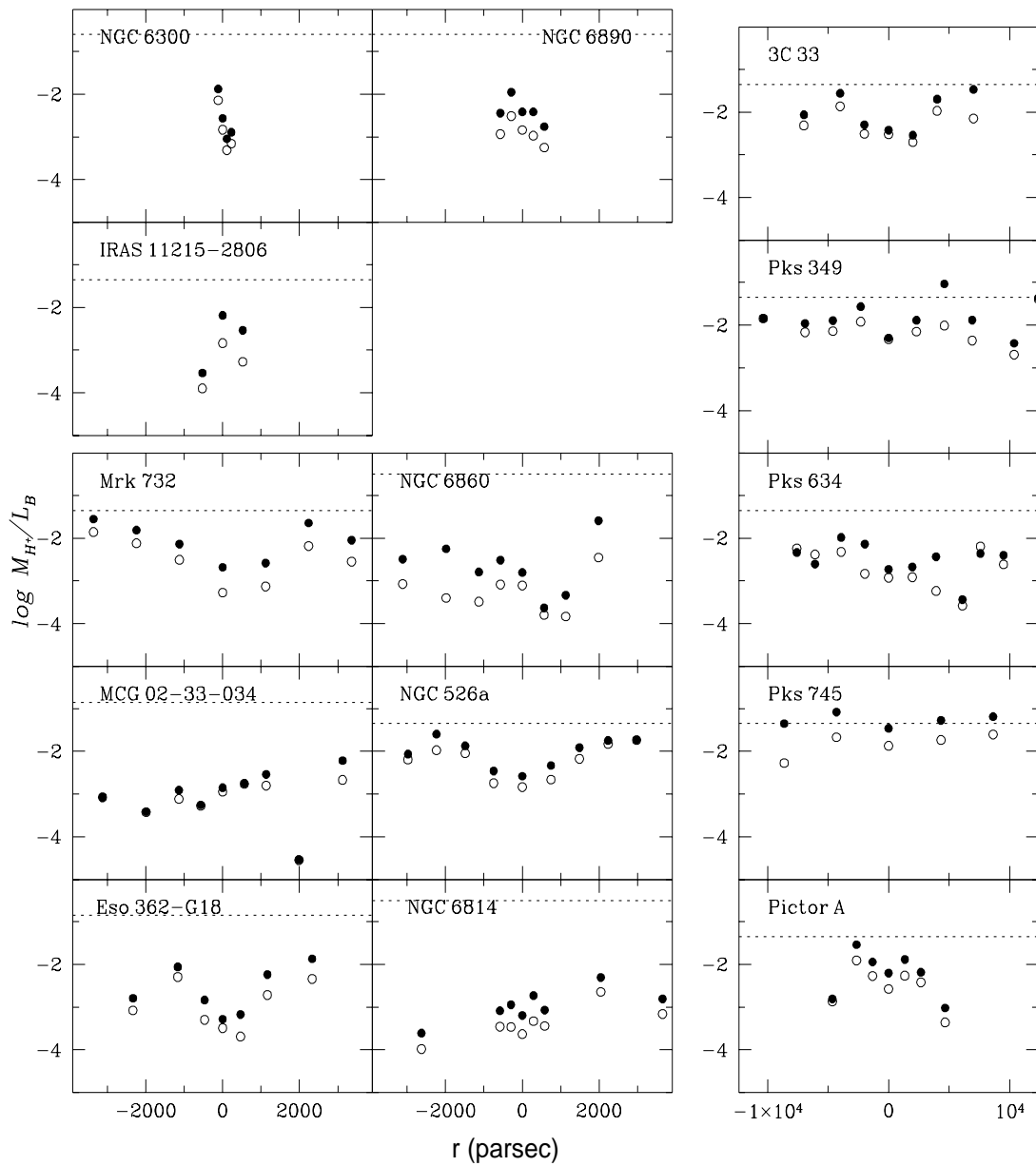


Fig. 3.11: *Idem* à Fig. 3.10, mas para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).

nas figuras 3.12 e 3.13 para a massa de estrelas obtida sob a hipótese de que a banda B se encontra absorvida unicamente pela extinção de nossa galáxia. Nossos cálculos indicam que a massa superficial de gás ionizado corresponde a 0.1% da massa superficial de estrelas, mas em geral não difere por mais do que uma ordem de grandeza da massa superficial de HI característica de galáxias normais (Roberts & Haynes 1994).

Tab. 3.2: Massa de gás ionizado derivada para a NLR+ENLR e para a NLR (núcleo), a fração $\frac{M_{H^+}}{L_B}$ da NLR para L_B não corrigida pela extinção interna e considerando extinção interna igual a 40% de $E(B-V)_{gas}$ e a massa superficial $M_{H^+}^{area}$ de gás ionizado derivada para a NLR. O valor médio e o intervalo dos valores separados por classe de atividade e por tipo morfológico de Hubble da galáxia hospedeira também são mostrados.

Atividade nuclear	Id	Galáxia	$M_{H^+}^{Total}$ ($10^3 M_{\odot}$)	$M_{H^+}^{NLR}$ ($10^3 M_{\odot}$)	$\frac{M_{H^+}}{L_B}$ sem $E(B-V)_{gas}$ ($10^{-4} M_{\odot}/L_{\odot}$)	$\frac{M_{H^+}}{L_B}$ $0.4 \times E(B-V)_{gas}$ ($10^{-4} M_{\odot}/L_{\odot}$)	$M_{H^+}^{area}$ ($M_{\odot} pc^{-2}$)
Sy 2	1	ESO 417-G6	1421	830	87.1	35.5	0.7
	2	Fairall 316	97	55	5.4	2.8	0.1
	3	CGCG 420-015					
	4	IC 1816	2030	497	44.7	21.4	1.1
	5	IRAS 11215-2806	519	396	64.6	14.5	1.4
	6	MCG -05-27-13	4637	3047	58.9	33.1	3.3
	7	Mrk 1210	467	183	28.2	24.5	0.7
	8	Mrk 607	639	56	16.6	9.1	0.4
	9	NGC 1358	546	93	6.6	2.6	0.4
	10	NGC 1386	124	33	52.5	13.2	3.5
	11	NGC 3081	247	27	26.9	15.5	0.3
	12	NGC 5135	1477	478	128.8	46.8	1.8
	13	NGC 5643	239	62	89.1	35.5	3.2
	14	NGC 6300	77	15	27.5	14.8	1.1
	15	NGC 6890	199	43	38.9	14.5	0.5
	16	NGC 7130	13422	1400	134.9	48.9	3.5
	17	NGC 7582	1044	237	138.0	44.7	5.9
	18	Mrk 348	390	103	22.9	16.6	0.3
Sy 1	19	Mrk 732	11117	946	20.9	5.4	0.8
	20	NGC 6860	679	95	15.9	7.8	0.3
	21	MCG -02-33-034	574	299	14.1	11.2	0.9
	22	NGC 526a	1216	193	26.3	14.5	0.3
	23	ESO 362-G18	631	104	5.2	3.2	0.5
	24	NGC 6814	778	37	6.5	2.3	0.5
Rádio-gal.	25	3C 33	5299	546	37.2	30.2	0.1
	26	PKS 349-27	7586	760	50.1	46.8	0.1
	27	PKS 634-20	9333	1294	18.6	12.0	0.3
	28	PKS 745-19	44667	6855	346.7	134.9	0.3
	29	Pictor A	6457	2312	63.0	26.9	0.6
Médias		Seyfert 1	2499 [574, 11117]	279 [37, 946]	14.8	7.4	0.6
		Seyfert 2	1621 [77, 13422]	444 [15, 3047]	57.2	23.2	1.7
		Rádio-galáxias	14668 [5299, 44667]	2353 [546, 6855]	103.1	50.2	0.3
		SO/E ^a	4208 [97, 11117]	758 [55, 2312]	70.2	30.6	0.8
		Sa ^b	2395 [247, 13422]	590 [27, 3047]	34.9	18.3	1.2
		Sb ^c	805 [77, 2030]	177 [15, 497]	53.0	20.6	1.8
		Sc ^d	831 [239, 1477]	192 [37, 478]	74.8	28.2	1.9

^a ESO 417-G6, Fairall 316, IRAS 11215-2806, NGC 1386, Mrk 732, NGC 526a, 3C 33, PKS 349-27, PKS 634-20, PKS 745-19 e Pictor A.

^b CGCG 420-015, MCG -05-27-13, NGC 1358, NGC 3081, Mrk 1210, Mrk 607, NGC 7130, Mrk 348, ESO 362-G18 e MCG -02-33-034.

^c NGC 6300, NGC 6890, NGC 7582, IC 1816 e NGC 6860.

^d NGC 5643 e NGC 6814.

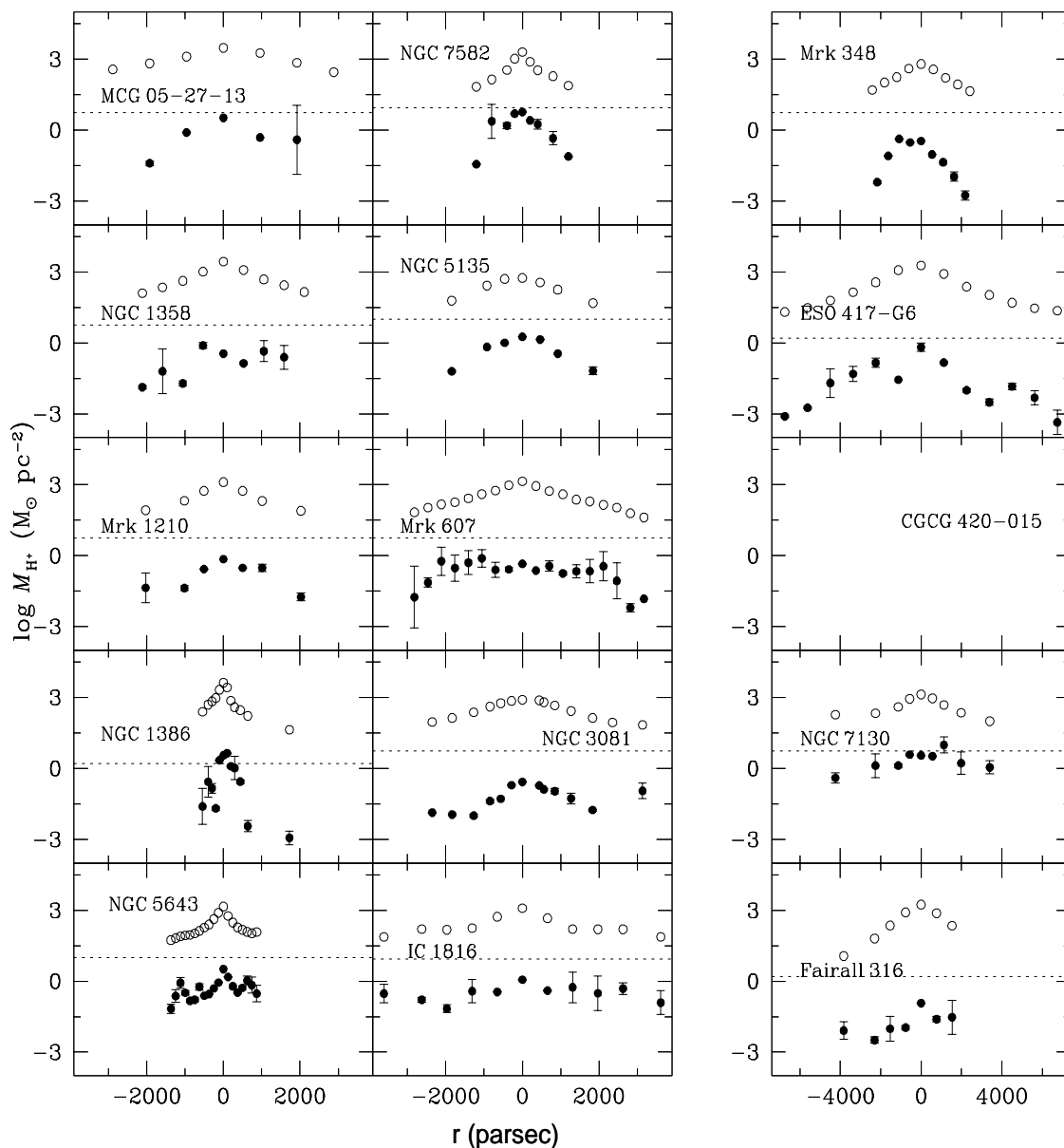


Fig. 3.12: Galáxias Seyfert 2. Símbolos cheios: massa de gás ionizado (em massas solares) por unidade de área em função da distância ao núcleo. Símbolos vazados: massa de estrelas (em massas solares) por unidade de área em função da distância ao núcleo. A linha pontilhada representa o valor médio da massa superficial de HI para galáxias de mesmo tipo de Hubble (Roberts & Haynes 1994).

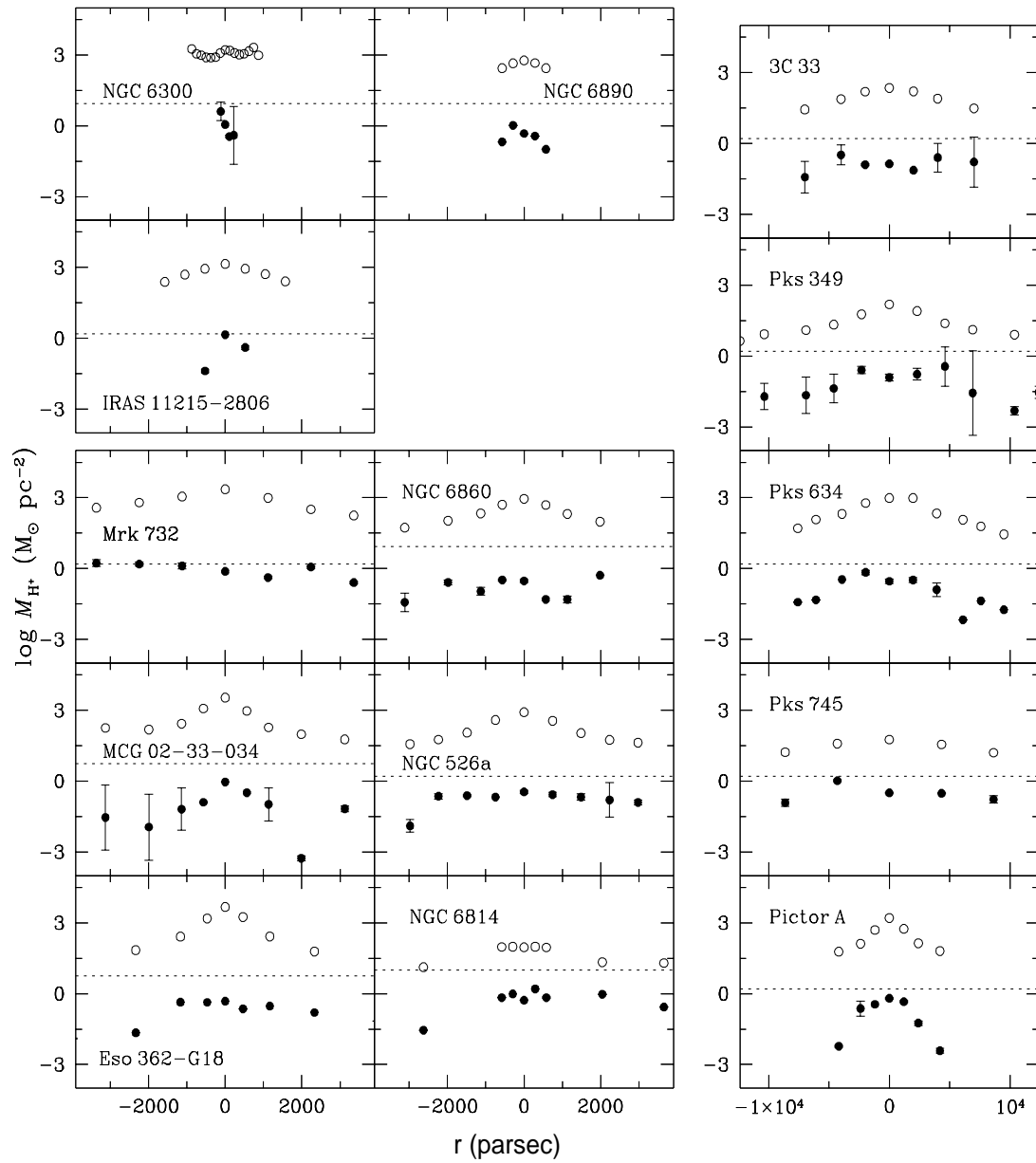


Fig. 3.13: *Idem* à Fig. 3.12, mas para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).

Capítulo 4

A excitação do gás em AGNs

AGNs apresentam uma grande variedade de espécies ionizadas, as quais são encontradas em diferentes estágios de excitação (de Robertis & Osterbrock 1986). A maior parte dos estudos realizados sobre as propriedades de excitação dos AGNs têm feito uso de diagramas de diagnóstico, primeiramente propostos por Baldwin, Phillips & Terlevich (1981, daqui para frente BPT). Estes diagramas permitem inferir propriedades associadas ao fenômeno AGN, principalmente o mecanismo de ionização do gás emissor. Neste capítulo, utilizamos diversas razões entre linhas de emissão do gás para estudar a sua excitação e o seu comportamento em diagramas de diagnóstico.

4.1 Razões de linhas de emissão utilizadas

O estudo da excitação do gás em regiões de linhas de emissão estreitas foi realizado a partir das seguintes razões de linha:

[OIII] λ 5007/H β - Esta razão de linhas faz parte do conjunto proposto por BPT em seus diagramas diagnóstico, sendo representativa da excitação do gás – a criação do OIII por fotoionização necessita de fótons com energia superior a 35 eV (energia correspondente ao potencial de ionização do OII), os quais são relativamente raros no espectro estelar e comuns no contínuo AGN (Krolik 1999). Uma vantagem apresentada por esta razão de linha é que, estando as linhas de emissão do [OIII] e do H β muito próximas em comprimento de onda, efeitos de extinção podem ser descartados. Maior excitação do gás corresponde a maior valor da razão [OIII]/H β . Esta razão é, contudo, sensível a efeitos de metalicidade do gás. Uma vez que o oxigênio é um dos principais agentes resfriadores do gás, um aumento considerável da metalicidade faz com que o gás seja mais eficientemente resfriado, diminuindo a temperatura de equilíbrio do gás e reduzindo a intensidade relativa do [OIII] com relação ao H β .

[NII] λ 6584/H α - Esta razão de linha é representativa da região de baixa excitação (potencial de ionização do NI é ~ 14.5 eV) e é sensível a efeitos de abundância química. Não é afetada por efeitos de extinção devido à proximidade em comprimento de onda das duas linhas de emissão. Foi proposta por BPT em seus diagramas diagnóstico. A maior incerteza no uso desta razão como diagnóstico da excitação/abundância química é a possibilidade da superposição de uma linha larga do H α à linha estreita, principalmente nos núcleos de galáxias Seyfert 1. Juntamente com o [OIII], o H α é uma das linhas de emissão mais intensas nos AGNs.

$[\text{OII}]\lambda 3727/[\text{OIII}]\lambda 5007$ - Esta razão de linha também foi proposta por BPT em seus diagramas diagnóstico. Da mesma forma que a razão $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$, ela é representativa da excitação do gás (o potencial de ionização do OI é ~ 13.6 eV). A excitação cresce à medida que o valor desta razão diminui. Devido à grande diferença em comprimento de onda esta razão é muito sensível ao efeito da extinção.

$[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$ - Esta razão serve como diagnóstico da espessura ótica da coluna de gás emissor. Como o OI e o HI têm potenciais de ionização quase idênticos, a linha de emissão do [OI] é originada na região composta por gás parcialmente ionizado – servindo também como uma “medida” do fluxo de fótons de alta energia cuja absorção é a causa do aquecimento desta região (Krolik 1999). À medida que o gás diminui sua profundidade ótica, esta razão tende a diminuir seu valor, uma vez que o “tamanho” da região parcialmente ionizada é reduzido. Como a diferença em comprimento de onda não é muito grande, esta razão de linhas não é muito afetada por efeitos de extinção.

$[\text{OI}]\lambda 6300/[\text{OIII}]\lambda 5007$ - Esta razão também serve como diagnóstico da espessura ótica da coluna de gás emissor (Viegas & Prieto 1992). Envolvendo duas linhas de um mesmo elemento químico, efeitos de metalicidade são eliminados no diagnóstico. À medida que o gás diminui sua profundidade ótica, esta razão tende a diminuir seu valor, uma vez que o “tamanho” da região parcialmente ionizada é reduzido. Como o intervalo em comprimentos de onda é considerável, esta razão é sensível a efeitos de extinção.

$[\text{SII}]\lambda\lambda 6717, 6731/\text{H}\alpha$ - Esta razão é representativa da região de baixa ionização (o potencial de ionização do SI é 10.4 eV). As linhas de emissão do [SII] são originadas tanto na região parcialmente ionizada como na região ionizada. Contudo, de acordo com Veilleux & Osterbrock (1987) a linha do [SII], assim como a do [OI], origina-se preferencialmente nesta região parcialmente ionizada. Esta zona é bastante estendida em objetos fotoionizados por um espectro contendo uma grande fração de fótons de alta energia, mas é aproximadamente ausente em galáxias fotoionizadas por estrelas O e B. Ainda de acordo com Veilleux & Osterbrock, esta seria a diferença física que distingue um espectro de linhas estreitas de um AGN do de um objeto como uma região H II. Esta razão é então sensível ao efeito de espessura ótica da coluna de gás emissor. Caso esta coluna possua uma profundidade ótica consideravelmente menor que a necessária para absorver toda a radiação ionizante incidente, pode-se esperar que o valor desta razão decresça com a diminuição da espessura ótica do gás. Devido ao menor potencial de ionização do SI comparado ao do HI, a razão $[\text{SII}]/\text{H}\alpha$ é também sensível a fótons com energia entre 10.4 eV e 13.6 eV. Dada a proximidade dos comprimentos de onda, esta razão não é afetada por efeitos de extinção.

$[\text{NII}]\lambda 6583/[\text{OII}]\lambda 3727$ - Esta razão é geralmente utilizada como um indicador da abundância química do nitrogênio com relação ao oxigênio no gás ionizado (Viegas & Prieto 1992, Kewley et al. 2001), uma vez que os potenciais de ionização do NI e do OI são similares (14.5 eV e 13.6 eV respectivamente). Entretanto, devida à grande diferença em comprimento de onda, ela pode ser bastante afetada pela extinção.

$\text{HeII}/\text{H}\beta$ - Se assumimos que o gás é óticamente espesso aos fótons com energia entre 13.6 eV (potencial de ionização do HI) e 54.4 eV (potencial de ionização do HeI), esta razão pode ser

Razão	Sy1								
	Nuc			Int			Ext		
	Média	σ	N	Média	σ	N	Média	σ	N
[NII]/H α	0.81	0.30	6	1.00	0.61	22	0.55	0.24	32
[OIII]/H β	10.83	4.44	6	9.64	5.09	22	3.35	2.36	28
[OII]/[OIII]	0.32	0.25	6	0.65	0.48	20	1.92	1.43	27
[OI]/H α	0.14	0.09	6	0.08	0.04	17	0.06	0.04	17
[SII]/H α	0.43	0.19	6	0.47	0.17	20	0.46	0.24	28
HeII/H β	0.30	0.16	5	0.44	0.35	11	0.23	0.22	5
[NII]/[OII]	1.09	0.64	6	0.92	1.10	19	0.67	0.78	31
[OI]/[OIII]	0.04	0.03	6	0.04	0.03	17	0.17	0.19	21

Tab. 4.1: Médias, desvios padrões σ e o número de espectros observados (N) das razões entre linhas de emissão de galáxias Seyfert 1. Nuc: região nuclear, Int: $r \leq 2 \text{ kpc}$ e Ext: $r > 2 \text{ kpc}$.

usada como um indicador da forma da distribuição de energia neste intervalo. Se a distribuição espectral de energia (SED) tem a forma de uma lei de potência (Binette et al. 1996), então, maiores valores da razão HeII/H β implicariam em SEDs mais planas. Entretanto, se o gás não é oticamente espesso aos fótons desta faixa de energia, então, variações na espessura ótica afetam a razão medida, fazendo com que seu valor seja incrementado relativamente ao caso oticamente espesso (Viegas-Aldrovandi 1988).

4.2 Razões de linha vs. distância ao AGN

Nesta seção estudamos a variação dos valores das razões de linha com a distância ao AGN. Para isto analisamos primeiramente os valores médios para toda amostra e depois os valores individuais de cada galáxia.

4.2.1 Caracterizando as propriedades gerais de excitação do gás

As figuras 4.1 e 4.2 mostram histogramas construídos a partir das razões de linha estudadas, separados de acordo com a classe do objeto (galáxias Seyfert 1, Seyfert 2 e Rádio-galáxias) sub-grupados de acordo com a distância r da região emissora ao AGN: núcleo, $r \leq 2 \text{ kpc}$ (mas sem o núcleo) e $r > 2 \text{ kpc}$.

As tabelas 4.1, 4.2 e 4.3 apresentam as médias e respectivos desvios padrões das diferentes razões de linhas para as três regiões acima. Um primeiro resultado obtido a partir destas tabelas é o de que as NLR+ENLRs são caracterizadas por uma diversidade bastante acentuada em suas propriedades, o que acaba por se refletir nos grandes desvios padrões obtidos nos valores médios das suas razões de linhas.

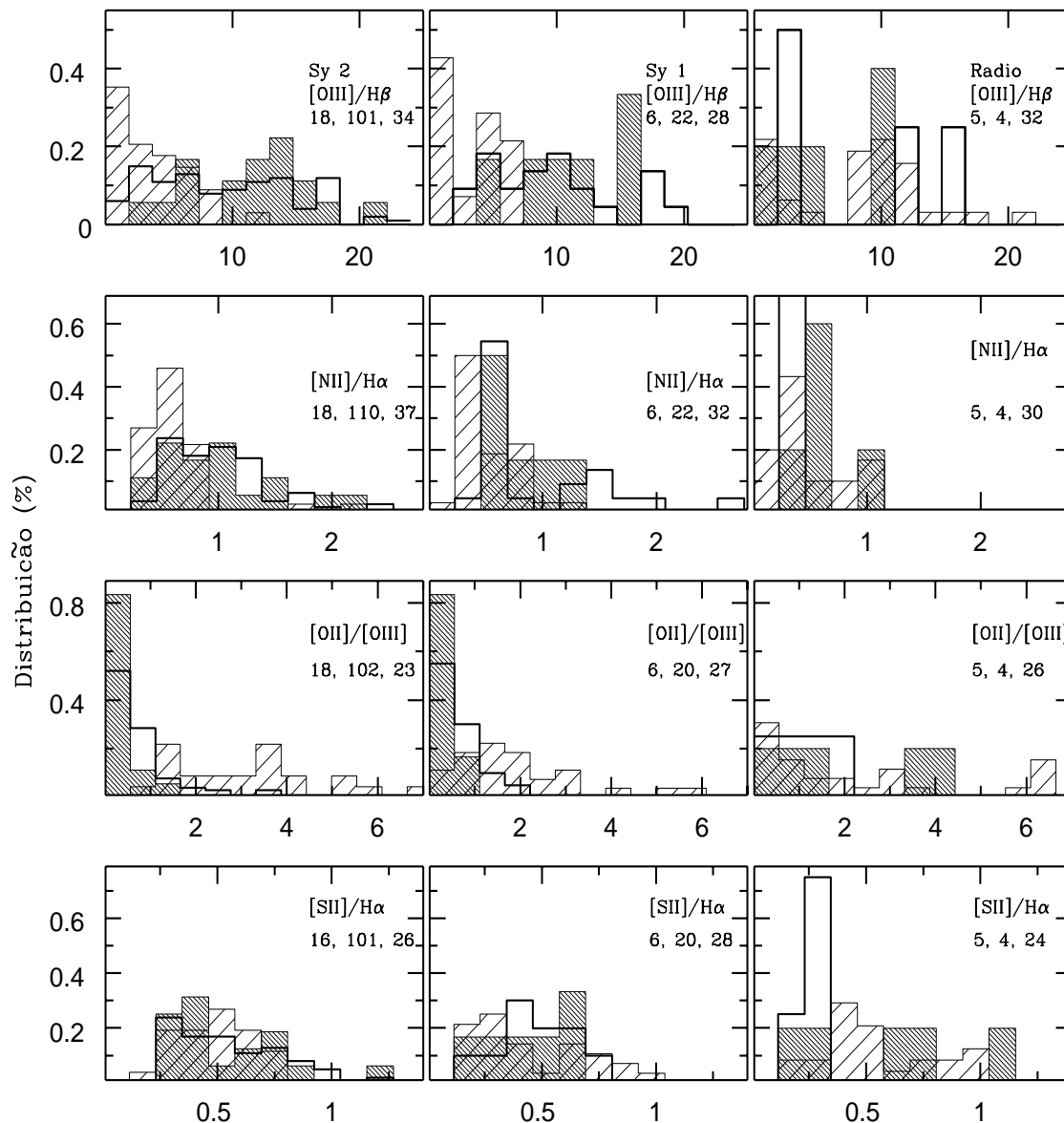


Fig. 4.1: Histogramas das razões entre linhas de emissão. Da esquerda para a direita: Seyfert 2, Seyfert 1 e Rádio-galáxias. Rajado opaco: região nuclear; linha contínua forte: $r \leq 2$ kpc; Rajado menos denso: $r > 2$ kpc. Os números dentro dos painéis indicam o número de regiões utilizadas no histograma – da esquerda para a direita: núcleo, $r \leq 2$ kpc e $r > 2$ kpc.

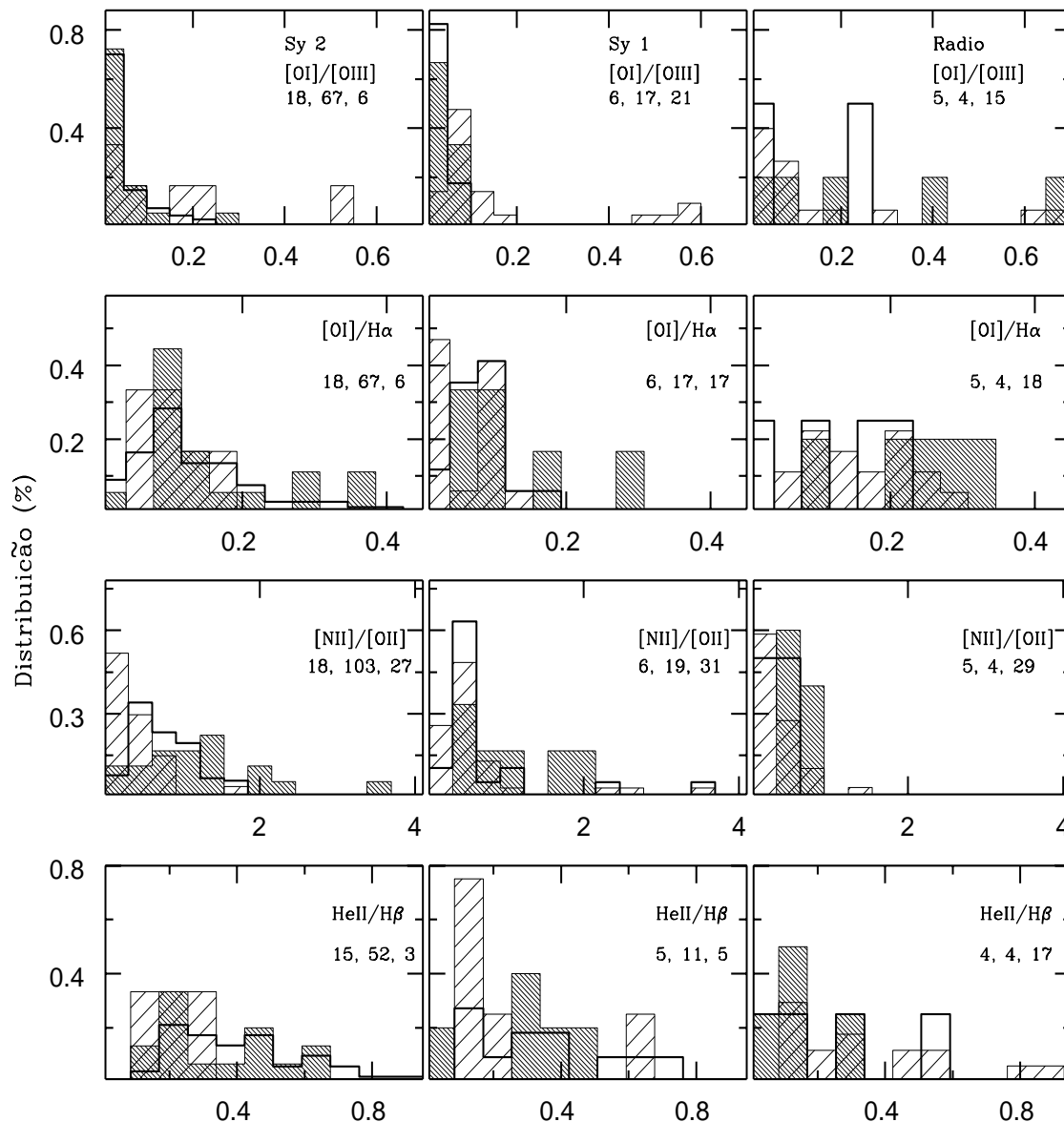


Fig. 4.2: Histogramas das razões entre linhas de emissão. Da esquerda para a direita: Seyfert 2, Seyfert 1 e Rádio-galáxias. Rajado opaco: região nuclear; linha contínua forte: $r \leq 2$ kpc; Rajado menos denso: $r > 2$ kpc. Os números dentro dos painéis indicam o número de regiões utilizadas no histograma – da esquerda para a direita: núcleo, $r \leq 2$ kpc e $r > 2$ kpc.

Razão	Sy2								
	Nuc			Int			Ext		
	Média	σ	N	Média	σ	N	Média	σ	N
[NII]/H α	0.99	0.49	18	1.04	0.47	110	0.64	0.35	37
[OIII]/H β	11.51	4.95	18	9.81	6.17	101	4.27	4.82	34
[OII]/[OIII]	0.39	0.36	18	0.82	0.86	102	4.06	3.11	23
[OI]/H α	0.16	0.10	18	0.13	0.09	67	0.10	0.05	6
[SII]/H α	0.56	0.26	16	0.63	0.41	101	0.49	0.15	26
HeII/H β	0.34	0.18	15	0.42	0.20	52	0.20	0.10	3
[NII]/[OII]	1.23	0.84	18	0.91	0.88	103	0.40	0.34	27
[OI]/[OIII]	0.06	0.06	18	0.06	0.05	67	0.18	0.19	6

Tab. 4.2: Médias, desvios padrões σ e o número de espectros observados (N) das razões entre linhas de emissão de galáxias Seyfert 2. Nuc: região nuclear, Int: $r \leq 2$ kpc e Ext: $r > 2$ kpc.

Razão	Rádio								
	Nuc			Int			Ext		
	Média	σ	N	Média	σ	N	Média	σ	N
[NII]/H α	0.61	0.27	5	0.38	0.09	4	0.50	0.33	30
[OIII]/H β	5.80	4.22	5	8.00	6.35	4	8.20	5.30	32
[OII]/[OIII]	2.03	1.80	5	1.06	0.74	4	3.27	3.88	26
[OI]/H α	0.24	0.09	5	0.13	0.08	4	0.16	0.07	18
[SII]/H α	0.57	0.35	5	0.27	0.05	4	0.55	0.26	24
HeII/H β	0.14	0.12	4	0.26	0.24	4	0.46	0.40	17
[NII]/[OII]	0.57	0.16	5	0.28	0.16	4	0.34	0.28	29
[OI]/[OIII]	0.28	0.28	5	0.13	0.13	4	0.42	0.70	15

Tab. 4.3: Médias, desvios padrões σ e o número de espectros observados (N) das razões entre linhas de emissão de Rádio-galáxias. Nuc: região nuclear, Int: $r \leq 2$ kpc e Ext: $r > 2$ kpc.

[NII]/H α : Os valores médios da razão [NII]/H α nos núcleos das galáxias Seyfert 2 são consistentes com o valor típico de [NII]/H α = 0.94, segundo Peterson (1997). Os valores médios dos núcleos Seyfert 1, entretanto, são levemente inferiores a este valor. Atribuímos isto preferencialmente à incerteza na separação entre a componente larga e estreita na linha H α , e não a uma característica intrínseca às galáxias Seyfert 1. Isto é suportado pelos valores médios derivados para as regiões com $r \leq 2$ kpc, que são similares aos das mesmas regiões das galáxias Seyfert 2 (que por sua vez são similares ao valor nuclear nestas últimas).

Galáxias Seyfert são caracterizadas por valores médios maiores da razão [NII]/H α nos 2 kpc centrais do que as Rádio-galáxias (que têm valor médio cerca de 30% menor do que o das Seyferts). Entretanto, para regiões mais externas do que 2 kpc estes valores são similares. Assumindo esta razão de linhas como um indicador da abundância química do nitrogênio relativamente ao hidrogênio, este comportamento sugeriria que a abundância do nitrogênio é maior nos núcleos das galáxias Seyfert do que no núcleo das Rádio-galáxias, sendo similar (e menor) nas regiões mais distantes do AGN.

Quando comparamos galáxias Seyfert 1 e Seyfert 2, verificamos que as últimas possuem valores médios maiores (apresentando também um maior espalhamento dos valores observados) que os encontrados nas primeiras.

[OIII]/H β : Galáxias Seyfert são caracterizadas por uma maior excitação na região central ($r \leq 2$ kpc) do que as Rádio-galáxias, com a excitação decrescendo com a distância ao AGN. As galáxias Seyfert 2 que compõem nossa amostra apresentam núcleos caracterizados por uma excitação levemente superior a dos núcleos das galáxias Seyfert 1, como é ilustrado nos histogramas da figura 4.1 e nas tabelas 4.1 e 4.2. Os valores médios da razão [OIII]/H β nos núcleos Seyfert da nossa amostra são consistentes com o valor típico de [OIII]/H β = 11 relatado por Peterson (1997). A tendência de maior excitação das galáxias Seyfert 2 com relação às Seyfert 1 se mantém ao longo da distância da região emissora ao AGN.

Quando comparamos os valores observados da razão [OIII]/H β entre as Rádio-galáxias e as galáxias Seyfert de nossa amostra, verificamos que as primeiras possuem um comportamento distinto das últimas, apresentando uma tendência de crescimento da excitação com a distância ao núcleo. Porém, a excitação nas regiões mais externas das Rádio-galáxias é um pouco mais “baixa” que a das regiões internas das galáxias Seyfert.

[OII]/[OIII]: Os valores médios da razão [OII]/[OIII] nos núcleos das galáxias Seyfert de nossa amostra são consistentes com o valor típico de [OII]/[OIII] = 0.29 relatado por Peterson (1997). Em concordância com o encontrado através da razão [OIII]/H β , os valores de [OII]/[OIII] mostram que galáxias Seyfert têm uma maior excitação na região central ($r < 2$ kpc), decrescendo com a distância ao AGN. Entretanto, diferentemente do obtido para a razão [OIII]/H β , a excitação do gás diagnosticada através da razão [OII]/[OIII] seria maior nas galáxias Seyfert 1 que a observada nas galáxias Seyfert 2.

Este desacordo entre os dois indicadores de excitação pode refletir a principal incerteza que envolve estas razões de linhas, que é o fluxo da linha H β que afeta diretamente o valor da razão [OIII]/H β e indiretamente, através do efeito de extinção, o valor da razão [OII]/[OIII]. No caso das galáxias Seyfert 1, adotamos um modelo de decomposição de linhas de emissão, devido à presença de uma componente larga em H β , de modo a extrair o fluxo correspondente à linha estreita. Esta decomposição introduz incertezas na determinação do fluxo da linha estreita, que

pode conter (ceder) parte do fluxo da (à) linha larga. No caso das galáxias Seyfert 2, a incerteza no fluxo da linha de emissão $H\beta$ é devida à possível presença de uma componente em absorção proveniente de estrelas de idade intermediária. O uso de modelos para reproduzir as razões de linhas observadas é necessário para elucidar esta questão.

[OI]/ $H\alpha$: Os valores médios da razão [OI]/ $H\alpha$ nos núcleos das galáxias Seyfert da nossa amostra são consistentes com o valor típico de [OI]/ $H\alpha = 0.18$ relatado por Peterson (1997). As galáxias Seyfert 1 e 2 possuem valores da razão [OI]/ $H\alpha$ similares no núcleo, decaindo nas regiões mais externas. Entretanto, as galáxias Seyfert 1 apresentam uma queda mais acentuada do valor médio desta razão com a distância ao AGN. Uma vez que esta razão “mede” a coluna de gás emissor, as galáxias Seyfert 1 seriam caracterizadas por uma diminuição mais acentuada da espessura ótica do gás à medida que a região emissora se encontra mais distante do AGN do que as galáxias Seyfert 2.

As Rádio-galáxias são caracterizadas por valores maiores da razão [OI]/ $H\alpha$ que os das galáxias Seyfert. Os valores médios são máximos no núcleo, decrescendo para fora onde os valores são similares aos detectados nos núcleos das Seyferts. Isto parece indicar que as Rádio-galáxias podem possuir uma região parcialmente ionizada “mais importante” do que a encontrada nas galáxias Seyfert. Esta conclusão é reforçada pelo fato de que o número de medidas da razão [OI]/ $H\alpha$ nas galáxias Seyfert com $r > 2$ kpc é similar ao número de galáxias que compõem a amostra, enquanto no caso das Rádio-galáxias este número é cerca de 3.5 vezes maior.

[SII]/ $H\alpha$: Os valores médios da razão [SII]/ $H\alpha$ nos núcleos das galáxias Seyfert de nossa amostra são consistentes com o valor típico de [SII]/ $H\alpha = 0.48$ relatado por Peterson (1997). Os valores da razão [SII]/ $H\alpha$ são similares nos núcleos das Rádio-galáxias e das galáxias Seyfert (valor levemente inferior no caso das galáxias Seyfert 1). Enquanto os valores observados desta razão tendem a se manter uniformes ao longo das galáxias Seyfert 1, as galáxias Seyfert 2 apresentam um leve aumento do valor da razão para $r \leq 2$ kpc e um decréscimo para $r > 2$ kpc. Já as Rádio-galáxias apresentam comportamento distinto, com valores máximos similares para o núcleo e para $r > 2$ kpc, e valores menores para $r \leq 2$ kpc.

HeII/ $H\beta$: Os valores médios da razão HeII/ $H\beta$ nos núcleos das galáxias Seyfert da nossa amostra são consistentes com o valor típico de HeII/ $H\beta = 0.29$ relatado por Peterson (1997). As galáxias Seyfert apresentam uma tendência de crescimento no valor desta razão do núcleo para “fora”, caindo para valores menores que os nucleares nas regiões emissoras mais distantes do que 2 kpc. Os valores são similares nas duas classes de Seyfert.

Já as Rádio-galáxias são caracterizadas por um crescimento no valor da razão HeII/ $H\beta$ para $r > 2$ kpc. Os valores para o núcleo e regiões com $r \leq 2$ kpc são menores que os observados nos núcleos das galáxias Seyfert.

Dois cenários são plausíveis para explicar as tendências observadas nas galáxias Seyfert. No primeiro, é possível que a opacidade ótica das nuvens diminua do núcleo para as regiões caracterizadas por $r \leq 2$ kpc e volte a aumentar para as regiões com $r > 2$ kpc. No segundo, efeitos de geometria são evocados, de tal forma que uma fração importante das nuvens caracterizadas por uma menor opacidade no núcleo é bloqueada pelo *torus* que envolveria a fonte central.

Uma vez que não observamos diferenças entre as distribuições da razão HeII/ $H\beta$ de galáxias Seyfert 1 e Seyfert 2, nos inclinamos a sugerir que a primeira hipótese domina na descrição dos

resultados observacionais. A segunda hipótese, entretanto, deve certamente desempenhar algum papel na distribuição observada de $\text{HeII}/\text{H}\beta$. No caso das Rádio-galáxias a espessura ótica das nuvens decresceria com a distância ao AGN. Concluímos também que as distribuições observadas de $\text{HeII}/\text{H}\beta$ sobretudo confirmam a presença de nuvens limitadas por matéria nestas regiões (Viegas-Aldrovandi 1988, Binette et al. 1996).

[NII]/[OII]: Os valores médios da razão $[\text{NII}]/[\text{OII}]$ nos núcleos das galáxias Seyfert de nossa amostra são levemente superiores ao valor típico de $[\text{NII}]/[\text{OII}] = 0.91$ relatado por Peterson (1997). As galáxias Seyfert apresentam um gradiente nesta razão de linhas, tendo o núcleo os maiores valores. As galáxias Seyfert 2 apresentam valores maiores do que as Seyfert 1. Uma vez que esta razão é um indicador de metalicidade, isto sugeriria que a abundância química do nitrogênio relativamente ao do oxigênio tende a decrescer com o aumento da distância ao AGN. No caso das Rádio-galáxias, estas se caracterizariam por valores uniformes em todas as regiões, sendo que estes valores são inferiores ao valor típico de Peterson (1997).

[OI]/[OIII]: Os valores médios da razão $[\text{OI}]/[\text{OIII}]$ nos núcleos das galáxias Seyfert de nossa amostra são consistentes com o valor típico de $[\text{OI}]/[\text{OIII}] = 0.05$ relatado por Peterson (1997). Tanto nas galáxias Seyfert como nas Rádio-galáxias observamos uma tendência de crescimento do valor desta razão para as regiões emissoras mais afastadas do AGN. Isto indica que, mais externamente, a componente de alta excitação decresce com o crescimento da componente parcialmente ionizada, sugerindo que os fótons que mais eficientemente ionizam o $[\text{OII}]$ se esgotam nas regiões mais próximas ao AGN.

4.2.2 Análise individual das galáxias

Na subseção anterior, analisamos o comportamento global de regiões emissoras de acordo com a classe de objeto e a distância média ao AGN. Nesta subseção passamos a uma análise individual das galáxias da amostra, estudando a distribuição espacial da razão de linhas. Para isto selecionamos quatro razões envolvendo algumas das linhas de emissão mais intensas em AGNs: $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$, $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$, $[\text{NII}]/[\text{OII}]$ e $[\text{OI}]/[\text{OIII}]$. As duas primeiras foram escolhidas por serem praticamente insensíveis a efeitos de extinção e serem tradicionalmente usadas em diagnósticos da excitação do gás. A razão $[\text{NII}]/[\text{OII}]$ foi escolhida por ser sensível à abundância química de dois elementos importantes e $[\text{OI}]/[\text{OIII}]$ por relacionar duas importantes características dos AGNs: a presença de regiões parcialmente ionizadas e de alta excitação.

Distribuição espacial da razão $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$

Galáxias Seyfert

As figuras 4.3 e 4.4 mostram a distribuição espacial dos valores da razão $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ em função da distância média ao AGN, para as galáxias Seyfert.

O grande espalhamento das medidas desta razão observado nas tabelas 4.1 e 4.2 mostra que, embora o valor médio de nossa amostra seja consistente com o de Peterson (1997), em muitas galáxias os valores se afastam do valor típico ($[\text{OIII}]/\text{H}\beta \sim 11$). Podemos então separar estas galáxias em dois grupos, as que possuem valores maiores e as que possuem valores menores que este valor típico, diferindo do mesmo por mais do que a incerteza observacional média (~ 2).

No primeiro grupo figuram as galáxias Seyfert 1 NGC 526a e Seyfert 2 NGC 1358, NGC 1386, NGC 3081, NGC 5643, NGC 6890. No espectro nuclear destas galáxias pode-se observar a presença de linhas de absorção como o K CaII e a banda G, e na maioria delas também linhas de alta ordem da série de Balmer características da presença de população estelar de idade intermediária. Nas galáxias Seyfert 2, a largura equivalente da linha $\text{H}\beta$ em emissão é, respectivamente, 1.3 Å, 3.8 Å, 10.1 Å, 7.2 Å e 3.7 Å.

Para NGC 1358, NGC 1386 e NGC 6890 este valor é pequeno, e por isto, a presença de uma população estelar subjacente, em que $\text{H}\beta$ aparece em absorção, pode alterar significativamente a intensidade da linha $\text{H}\beta$ em emissão. O espectro nuclear de NGC 1358, inclusive, mostra que a componente $\text{H}\beta$ em emissão não chega a “preencher” completamente a absorção estelar – o que exige a subtração de um “template” de população estelar para derivar o fluxo “correto” de $\text{H}\beta$ em emissão. Uma correção aproximada pode ser feita utilizando um valor típico de largura equivalente para a população estelar $W_{\text{H}\beta} = 2\text{Å}$. Corrigindo o valor da intensidade $\text{H}\beta$ nessas galáxias por esta absorção, os valores das razões $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ passam a ser 5.4, 11.5 e 10.3, respectivamente para NGC 1358, NGC 1386 e NGC 6890.

No segundo grupo figuram as galáxias Seyfert 1 NGC 6860 e MCG 02-33-034 e Seyfert 2 NGC 7582, NGC 5135, ESO 417-G6 e NGC 7130. No caso das galáxias Seyfert 1 o baixo valor da razão $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ pode ser devido à incerteza na decomposição do perfil de $\text{H}\beta$ em emissão, de modo que parte do fluxo $\text{H}\beta$ determinado como estreito pode pertencer na realidade à componente larga. Já as galáxias Seyfert 2 NGC 7582, NGC 5135 e NGC 7130 possuem, de acordo

com trabalhos nos quais foi feita síntese da população estelar (Storchi-Bergmann et al. 2000, González-Delgado et al. 2001, Cid Fernandes et al. 2001), um *starburst* nuclear jovem que contribui à ionização do gás. No caso das galáxias Seyfert 2 NGC 5135 e NGC 7130 esta contribuição se estende a mais do que 1kpc, enquanto que no caso de NGC 7582 estaria “confinada” principalmente dentro dos 500 pc centrais – como sugere o aumento nos valores da razão $[OIII]/H\beta$ nas regiões mais externas de NGC 7582.

Ao analisarmos a variação de $[OIII]/H\beta$ ao longo da distância ao AGN encontramos para a maioria das galáxias as mesmas tendências das “propriedades globais”, ou seja, valores similares para o núcleo e regiões com $r \leq 2$ kpc, com estes valores decrescendo para $r > 2$ kpc. Entretanto, algumas galáxias possuem comportamento distinto, como descrito a seguir. São elas: as galáxias Seyfert 2 NGC 7582, MCG -05-27-13, Mrk 1210, NGC 1386, NGC 3081 e Fairall 316.

As galáxias NGC 7582 e NGC 3081 apresentam valores da razão $[OIII]/H\beta$ crescentes com o aumento da distância ao AGN. No caso de NGC 3081, o núcleo claramente não é muito afetado pela população estelar subjacente. Entretanto, as regiões mais externas do que 1 kpc apresentam uma tendência que reflete principalmente a não consideração do efeito da população estelar sobre o $H\beta$ em emissão. A 1 kpc, o espectro de NGC 3081 apresenta linhas de absorção típicas de população estelar e largura equivalente comparável a do $H\beta$ em absorção típico utilizado mais acima. Se corrigirmos $H\beta$ pelo valor típico de uma população estelar subjacente a estas posições, os valores da razão $[OIII]/H\alpha$ tornam-se consistentes com o valor típico e levemente inferiores ao valor nuclear.

No caso da galáxia NGC 7582 em que os valores nucleares são menores que o típico e os extra-nucleares são semelhantes ao típico, este comportamento é atribuído ao *starburst* nuclear “jovem” mencionado acima. Além dos ≈ 500 pc centrais, o efeito do *starburst* “termina” e o valor da razão $[OIII]/H\beta$ é devido à radiação do AGN, que atinge regiões mais distantes ao núcleo.

No caso das galáxias NGC 1386 e Fairall 316 observamos uma variação no valor da razão $[OIII]/H\beta$ bastante acentuada com a distância ao AGN, ainda dentro dos 2 kpc centrais, sendo que a região nuclear apresenta valores maiores que o típico. Entretanto, observamos a presença de população estelar subjacente influenciando as medidas de $H\beta$ em emissão em toda a galáxia. Uma vez que consideremos o efeito da população estelar sobre a emissão, os valores da razão $[OIII]/H\beta$ para NGC 1386 caem para próximos do valor típico, enquanto que para Fairall 316 o núcleo apresenta $[OIII]/H\beta$ consistente com o valor típico de Peterson (1997) e as regiões “mais externas” valores próximos da fronteira empírica entre núcleos Seyfert e LINERS.

Nos casos de MCG -05-27-13 e Mrk 1210 a variação observada da razão $[OIII]/H\beta$ com a distância ao AGN no 1 kpc central é “real” e não afetada por população estelar subjacente. Nos dois casos o espectro da região nuclear e adjacente é claramente dominado pelo gás, cujas linhas de emissão têm larguras equivalentes muito altas, com a presença da população estelar influenciando apenas mais externamente – o que indica um valor uniforme da razão $[OIII]/H\beta$ apenas no 1 kpc central.

Rádio-galáxias

A figura 4.4 mostra a distribuição espacial dos valores da razão $[OIII]/H\beta$ em função da distância ao AGN para as Rádio-galáxias, mostrando um comportamento bastante diferente do observado nas galáxias Seyfert.

Na seção 4.2.1 encontramos que os valores médios de $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ para as Rádio-galáxias aumentam com a distância ao núcleo.

Entretanto, isto é observado na análise individual de somente três das cinco Rádio-galáxias (3C 33, PKS 349-27 e PKS 634-20), que são justamente as que apresentam os maiores valores de $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$. PKS 745-19 apresenta um valor de $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ típico de LINERs, mantendo este valor constante ao longo da galáxia. Pictor A apresenta um valor máximo no núcleo (~ 4), decrescendo para fora. Dado o número bastante pequeno de nossa amostra de Rádio-galáxias, fica difícil determinar se a diversidade de comportamentos observado é propriedade da classe ou da amostra disponível.

Distribuição espacial da razão $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$

Galáxias Seyfert

As figuras 4.5 e 4.6 mostram a distribuição espacial dos valores da razão $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ em função da distância média ao AGN para as galáxias Seyfert. Na seção 4.2.1 encontramos que os valores nucleares das galáxias Seyfert 2 são consistentes com os valores típicos de Peterson (1997), enquanto que nas galáxias Seyfert 1 os valores nucleares são levemente inferiores ao típico. Entretanto, como no caso da razão $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$, o espalhamento no valor médio é grande porque várias galáxias apresentam valores distintos deste valor típico.

Podemos separar as galáxias que apresentam valores distintos do valor típico novamente em dois grupos, as que apresentam valores maiores e as que apresentam valores menores do que o tipicamente associado às Seyferts.

No primeiro grupo figuram a galáxia Seyfert 1 NGC 6814 e as galáxias Seyfert 2 NGC 1358, NGC 1386, NGC 3081, NGC 5643, Fairall 316 e NGC 6300. Assim como no caso de $\text{H}\beta$, $\text{H}\alpha$ poderia também estar afetada pela presença de uma componente estelar em absorção. Entretanto, as larguras equivalentes das linhas de emissão medidas nas galáxias NGC 1386 (22.6Å), NGC 3081 (35.2Å) e NGC 5643 (40.5Å) são bastante elevadas e o fluxo em emissão contido na linha de absorção não representa mais do que 10% do fluxo total da linha. NGC 1358, Fairall 316, e NGC 6300, por outro lado, têm larguras equivalentes de emissão de $\text{H}\alpha$ de 5.2Å, 6.5Å e 8.8Å. Adotando um valor de $W_{\text{H}\alpha} = 2\text{Å}$ para a linha de absorção subjacente, levaria a razões $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ de 1.4, 1.2 e 1.7.

No segundo grupo estão as galáxias Seyfert 2 NGC 5135, Mrk 1210, NGC 7582, ESO 417-G6, CGCG 420-015 e IRAS 11215-2806 e Mrk 348, além das galáxias Seyfert 1 NGC 6860, NGC 526a, MCG 02-33-034 e ESO 362-G18. Como já discutido anteriormente, NGC 5135 e NGC 7582 possuem um *starburst* nuclear jovem, o qual contribui com a ionização do gás, fazendo com que o valor observado de $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ seja menor do que o valor típico de espectros Seyfert. No caso da galáxia Seyfert 1 MCG -02-33-034, o valor de $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ pode estar alterado devido à incerteza na decomposição do perfil da linha de emissão do $\text{H}\alpha$. As demais galáxias parecem possuir uma NLR realmente caracterizada por valores menores da razão $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$.

Na análise global da emissão, havíamos encontrado também que a razão $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ tendia a ser aproximadamente uniforme nos 2 kpc centrais. As galáxias Seyfert 2 NGC 1386, NGC 5135, Fairall 316 e NGC 6300 e Seyfert 1 Mrk732 e MCG -02-33-034 claramente apresentam um desvio

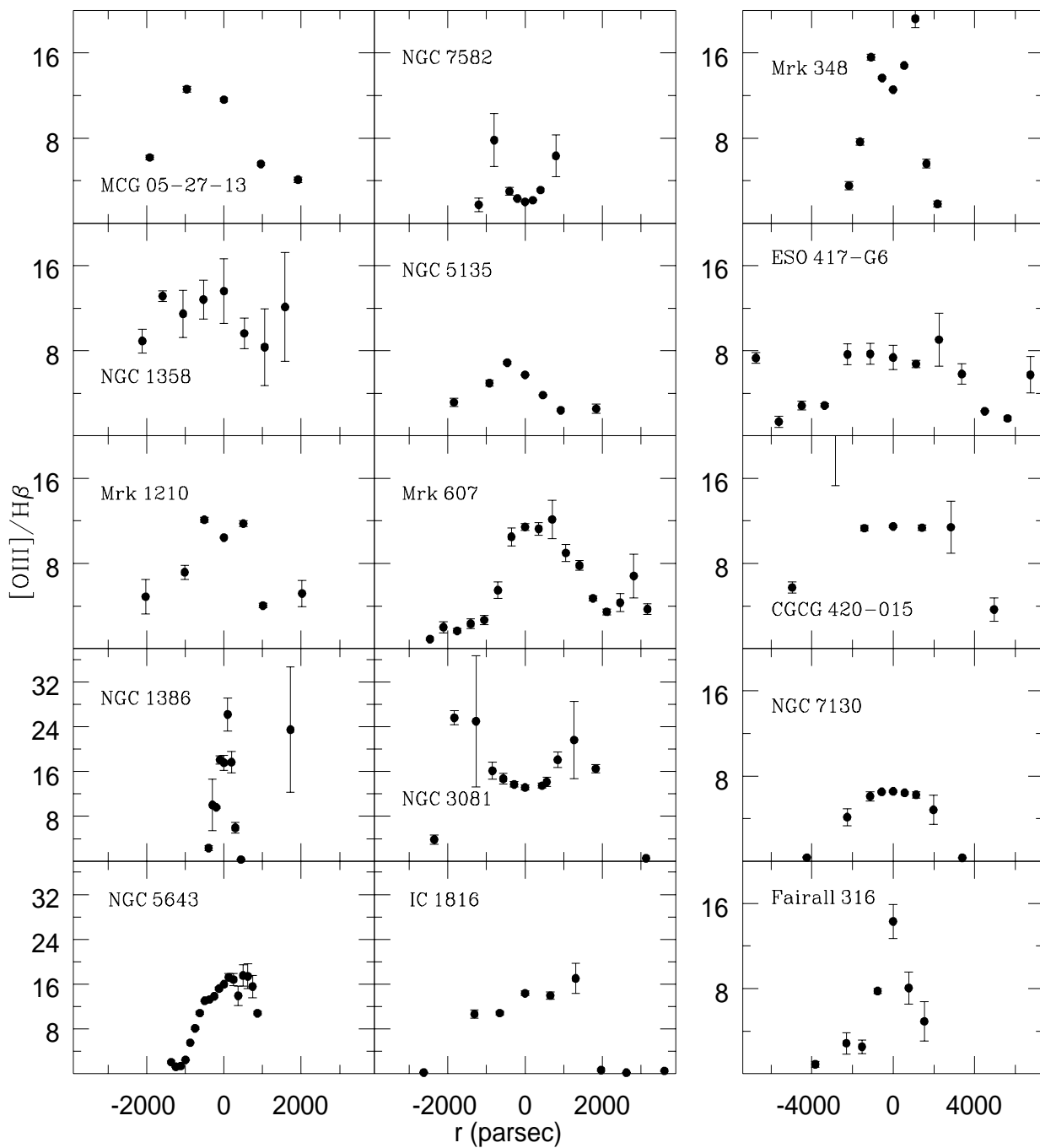


Fig. 4.3: Distribuição espacial da razão $[OIII]/H\beta$ para galáxias Seyfert 2.

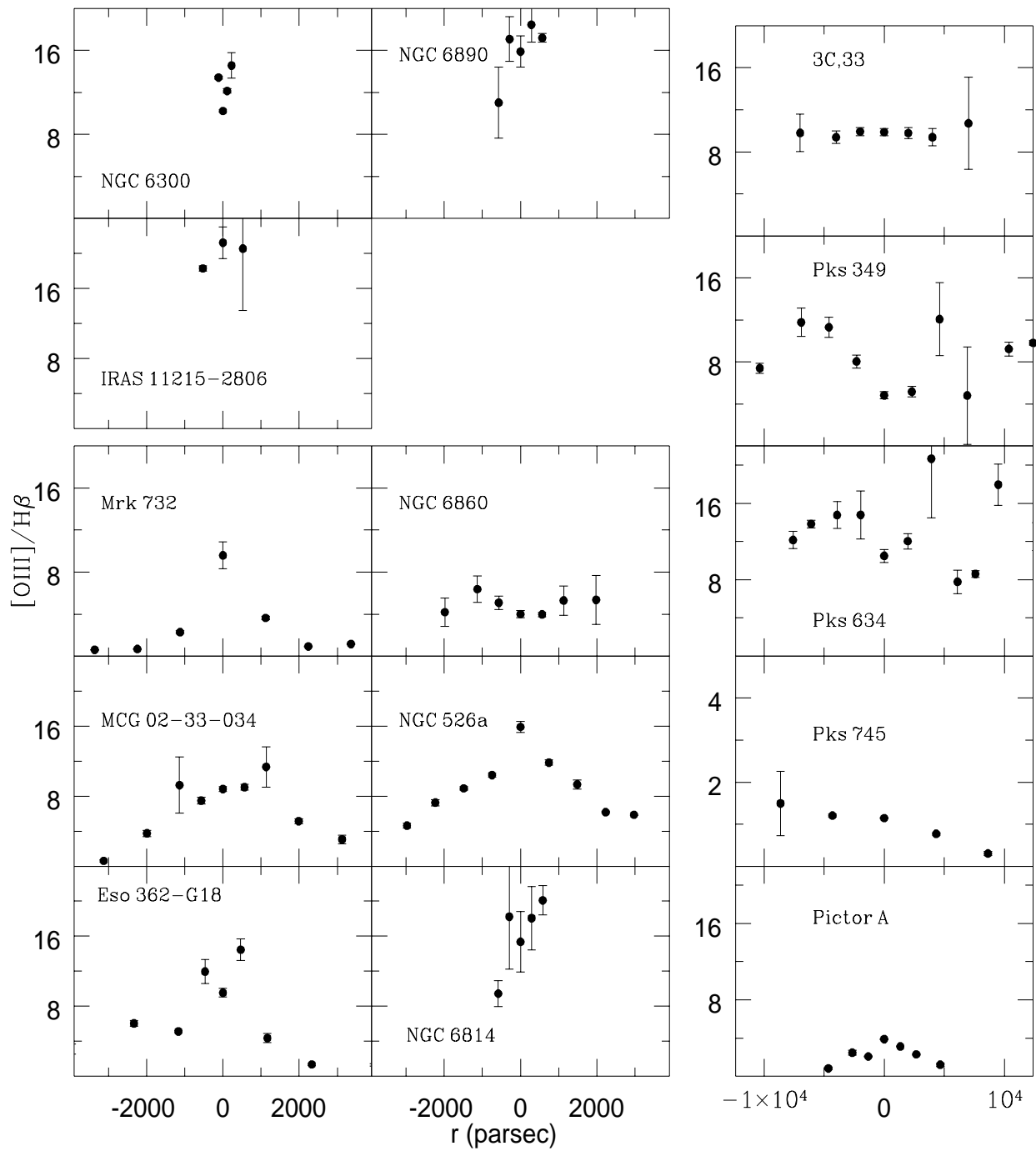


Fig. 4.4: Distribuição espacial da razão $[OIII]/H\beta$ para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).

deste comportamento. No caso das galáxias Seyfert 2 este desvio pode ser explicado pelo efeito de uma população estelar subjacente, sendo que esta é caracterizada pela presença de estrelas não ionizantes nos casos de NGC 1386, Fairall 316 e NGC 6300, ou ionizantes no caso de NGC 5135. Já para as Seyfert 1, os altos valores na largura equivalente das linhas de emissão para “fora” do núcleo (mas dentro dos 2 kpc centrais) indicam que a variação de $[NII]/H\alpha$ com a distância média ao AGN parece ser real.

Rádio-galáxias

A figura 4.6 mostra a distribuição espacial dos valores da razão $[NII]/H\alpha$ em função da distância média ao AGN para as Rádio-galáxias. Somente PKS 745-19 tem valores consistentes com os típicos de espectros Seyfert relatados por Peterson (1997), os quais são uniformes ao longo de 10 kpc. Nas demais galáxias os valores tendem a ser cerca 50% menores e levemente decrescentes com o aumento da distância média ao AGN.

Distribuição espacial da razão $[NII]/[OII]$

Galáxias Seyfert

As figuras 4.7 e 4.8 mostram a distribuição espacial dos valores da razão $[NII]/[OII]$ em função da distância média ao AGN nas galáxias Seyfert. Na seção 4.2.1, encontramos que o valor nuclear desta razão no caso das galáxias Seyfert de nossa amostra é levemente superior ao valor típico de Peterson (1997), enquanto que nas regiões mais próximas do que $r \leq 2\text{kpc}$ (excetuando o núcleo) o valor cai e fica completamente consistente com o mesmo. Mais externamente ($r > 2\text{kpc}$) o valor de $[NII]/[OII]$ cai ainda mais e torna-se menor do que o “típico” de Seyferts.

Ao analisarmos as galáxias individualmente verificamos que em muitas galáxias podemos observar a existência de um gradiente nos valores da razão $[NII]/[OII]$ com a distância ao AGN. As galáxias Seyfert 2 NGC 7582, Mrk 1210, Mrk 607, NGC 1386, NGC 3081, IC 1816, CGCG 420-015, NGC 7130 e NGC 6300 (9 das 18), além das Seyfert 1 NGC 6860 e ESO 362-G18 (2 das 6), por exemplo, apresentam tais tipos de gradientes. Entretanto, outras galáxias se caracterizam por apresentarem comportamentos distintos. As galáxias Seyfert 2 NGC 5135 e Fairall 316 apresentam valores máximos nas posições adjacentes ao núcleo, MCG -02-33-034 apresenta um padrão complexo, e as restantes são consistentes com um valor uniforme ao longo da galáxia.

Rádio-galáxias

A figura 4.8 mostra a distribuição espacial dos valores da razão $[NII]/[OII]$ em função da distância ao AGN nas Rádio-galáxias. A análise individual confirma o encontrado na análise global. Todas as Rádio-galáxias apresentam valores da razão $[NII]/[OII]$ inferiores ao típico de Seyferts, a menos de uma posição em PKS 634-20. Além disto, o valor da razão tende a se manter uniforme com a distância.

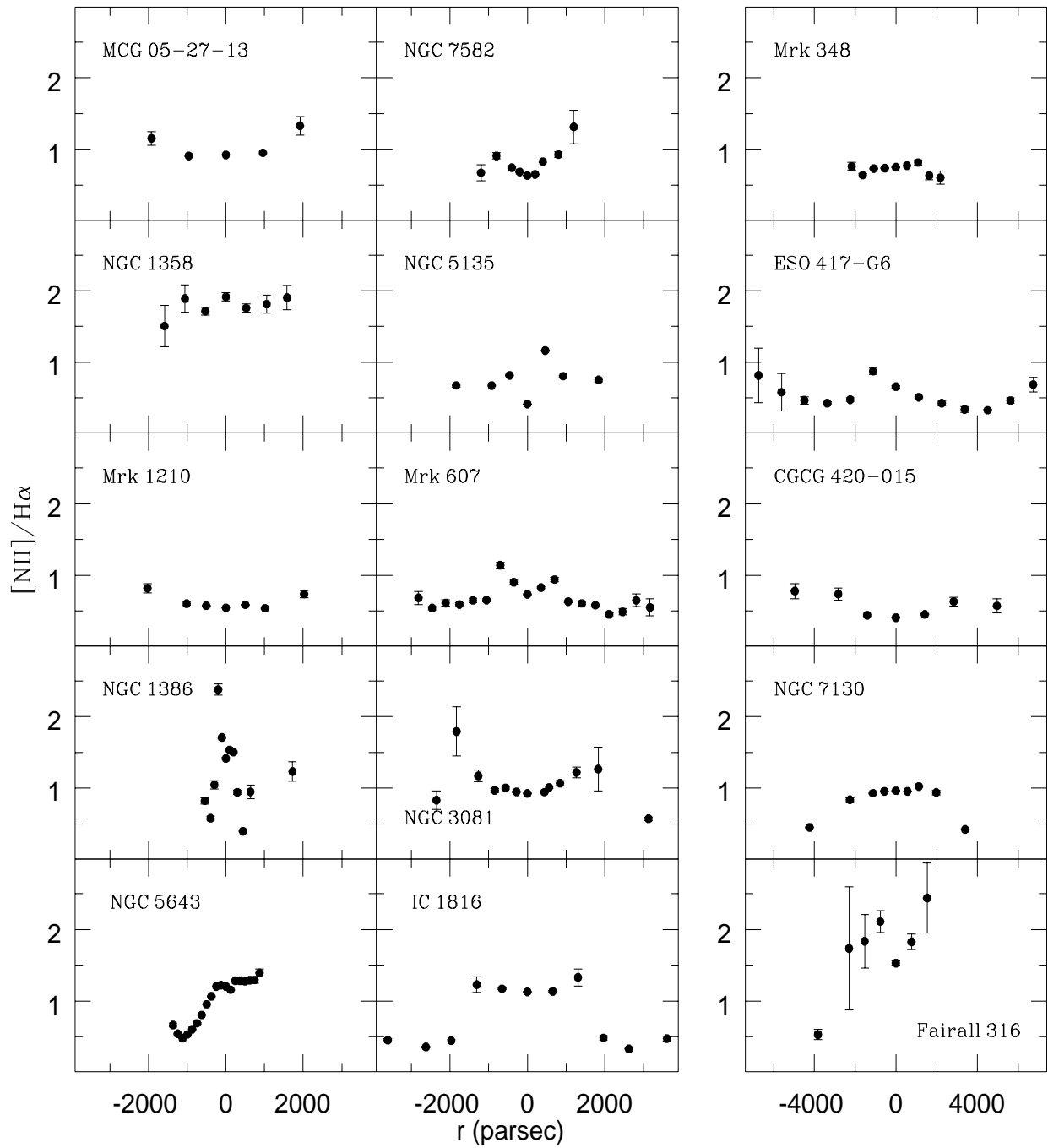


Fig. 4.5: Distribuição espacial da razão $[NII]/H\alpha$ para galáxias Seyfert 2.

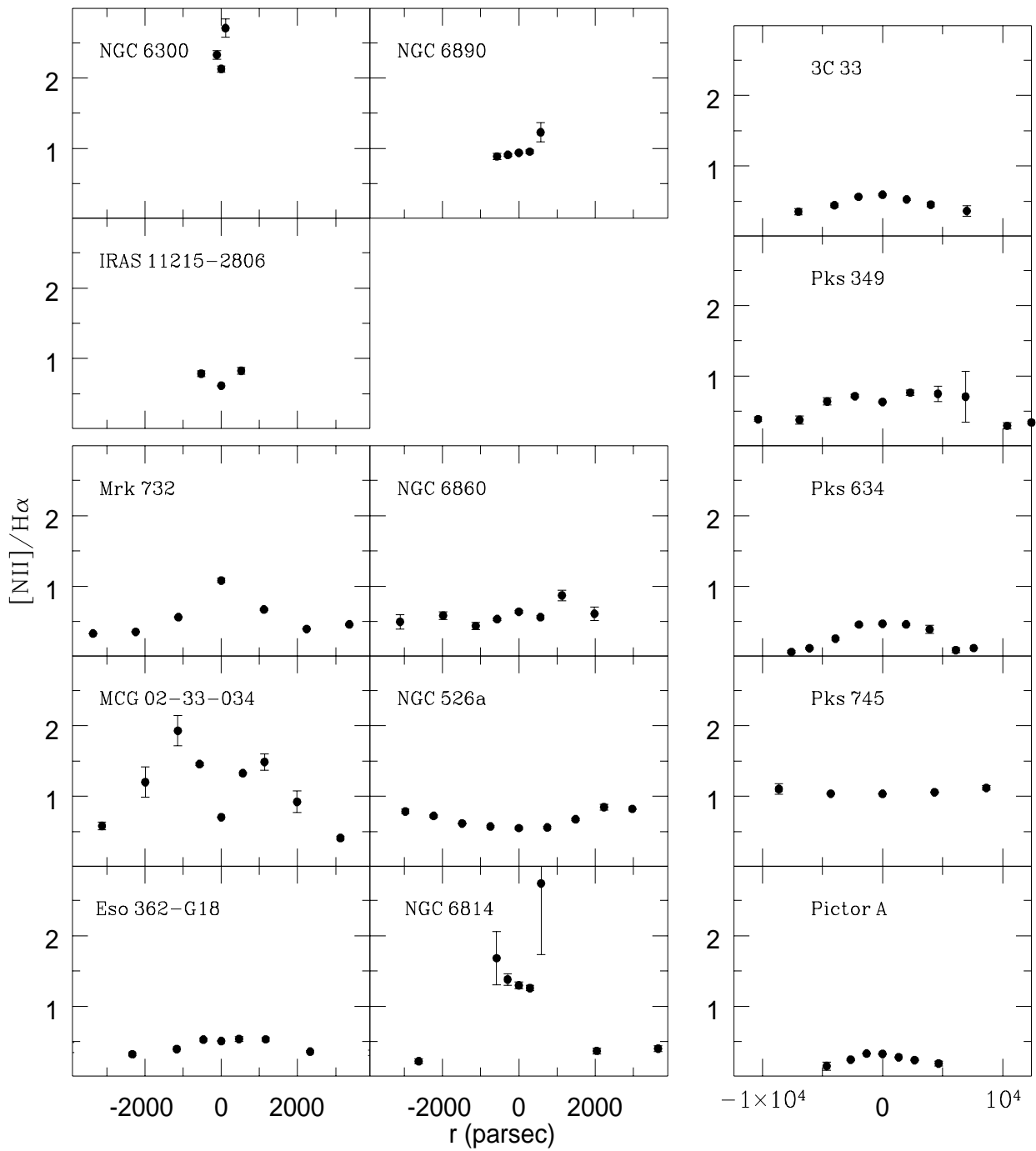


Fig. 4.6: Distribuição espacial da razão $[NII]/H\alpha$ para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).

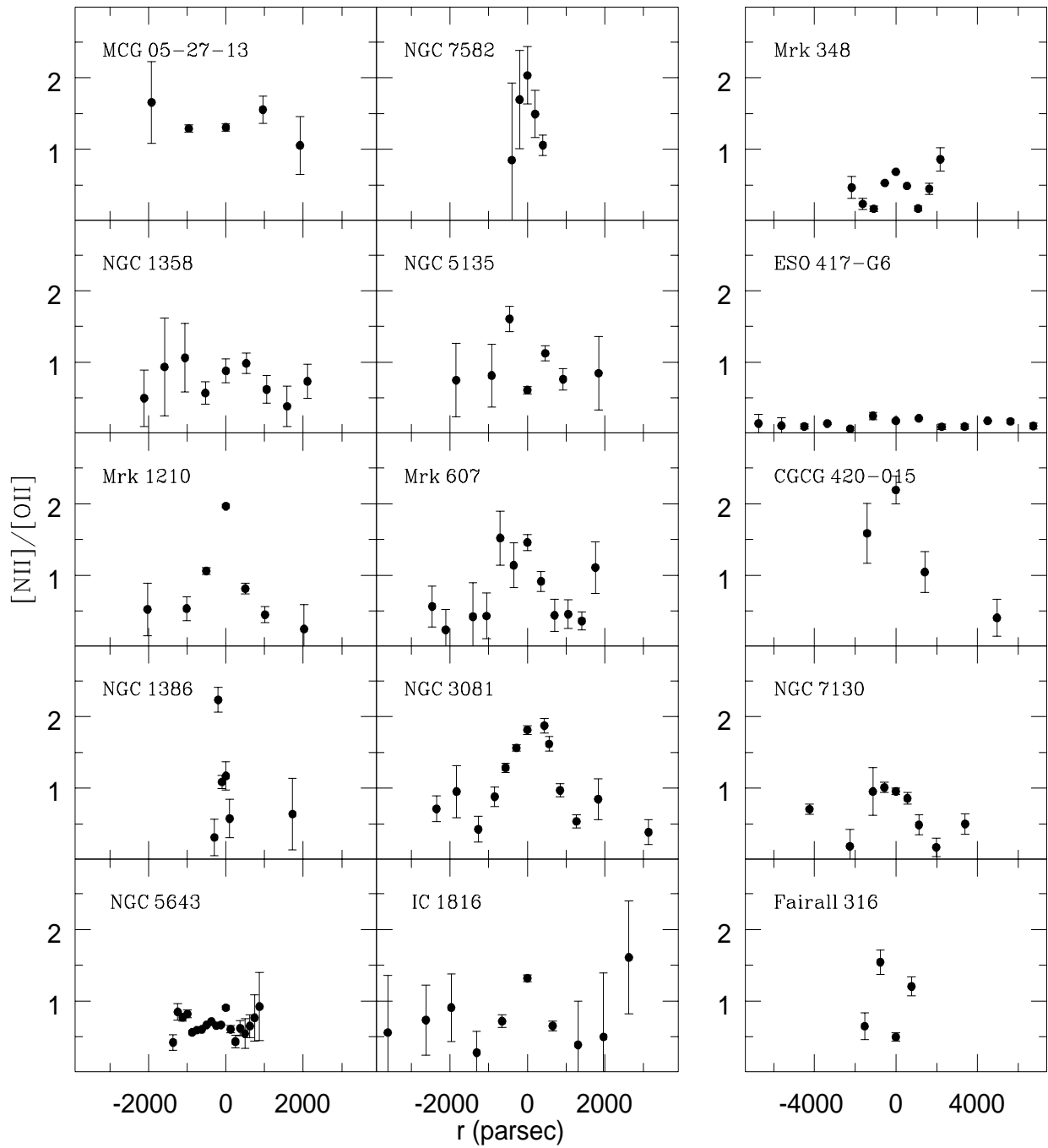


Fig. 4.7: Distribuição espacial da razão $[NII]/[OII]$ para galáxias Seyfert 2.

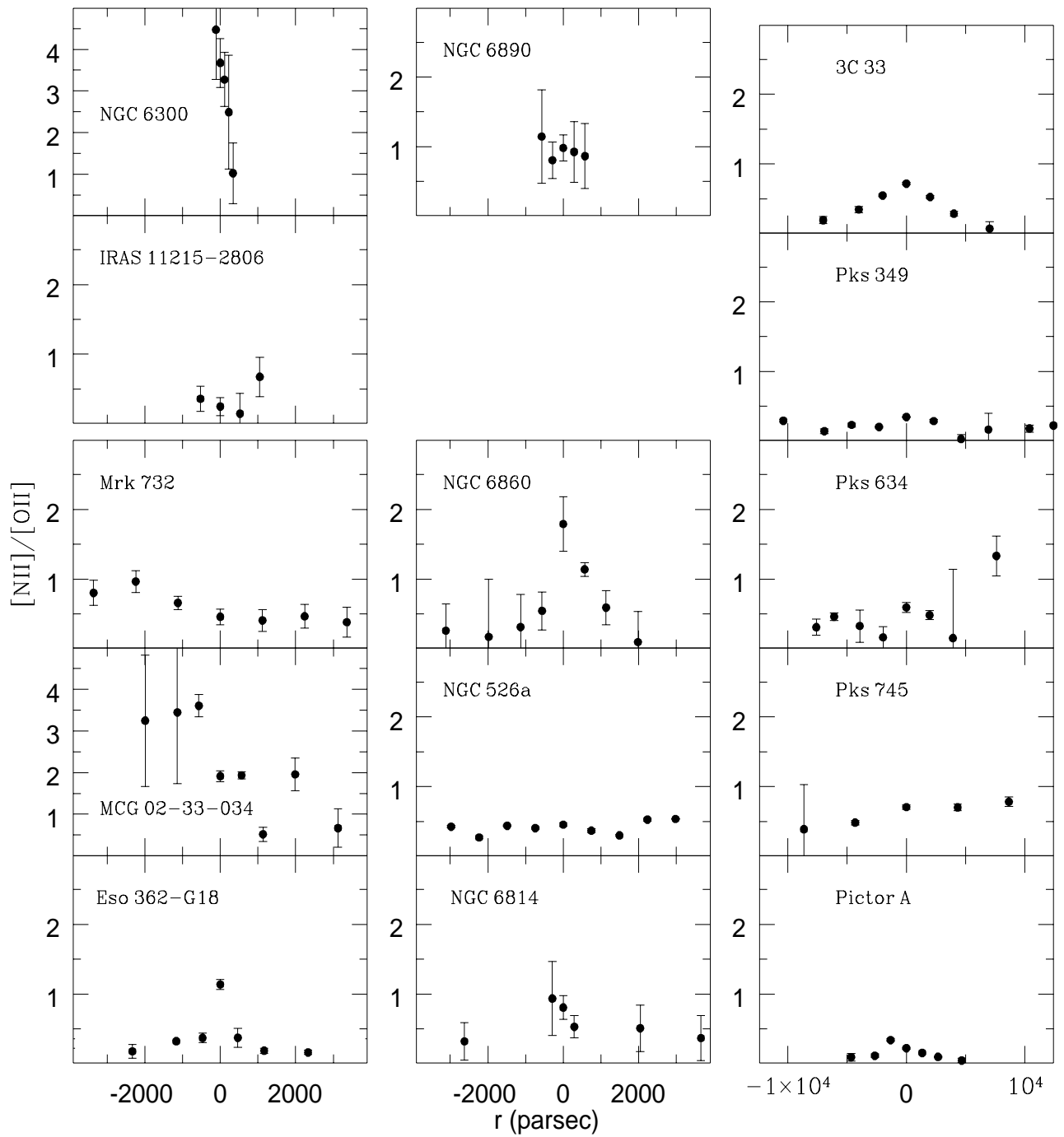


Fig. 4.8: Distribuição espacial da razão $[NII]/[OII]$ para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).

Distribuição espacial da razão [OI]/[OIII]

Galáxias Seyfert

As figuras 4.9 e 4.10 mostram a distribuição espacial dos valores da razão [OI]/[OIII] em função da distância ao AGN nas galáxias Seyfert. Na seção 4.2.1 encontramos que os valores médios nos 2 kpc centrais são consistentes com o valor típico de Peterson (1997). Nas regiões externas aos 2 kpc centrais estes valores médios se tornam bem maiores que o valor típico.

Entretanto, quando observamos as galáxias individualmente, verificamos que são poucas as que de fato apresentam valor da razão [OI]/[OIII] nos 2 kpc centrais consistentes com o valor típico, sendo estas as galáxias Seyfert 2 NGC 5135, Mrk 607, NGC 5643, ESO 417-G6, NGC 7130 e NGC 6300. Podemos separar as demais em dois grupos caracterizados por valores maiores e menores do que o valor típico.

No primeiro grupo figuram as galáxias Seyfert 2 Mrk 1210 e Mrk 348, além da galáxia Seyfert 1 Mrk 732. O maior valor da razão [OI]/[OIII] no caso da galáxia Mrk 732 está “acompanhado” por menores valores na razão [OIII]/H β e [OIII]/[OII], além de maiores valores da razão [OI]/H α e [OI]/[OII]. Isto parece indicar que nestas galáxias há uma região parcialmente ionizada mais importante, tanto frente à região de alta como à de baixa excitação, do que a encontrada em geral. Em termos de modelos de fotoionização, emissão [OI] relativamente mais “importante” pode ser explicada em termos de gás com uma maior profundidade ótica ou “submetido” a um maior fluxo (relativo) de fótons de alta energia. Uma vez que as altas profundidades óticas necessárias para produzir um aumento da emissão [OI] não produziram nenhuma variação significativa na intensidade relativa do [OII] e do [OIII] (pois são produzidos em regiões diferentes), a explicação mais plausível neste caso seria a de um maior fluxo de fótons de alta energia com relação aqueles que mais eficientemente produzem a emissão em [OII], [OIII] e nas linhas de Balmer.

Já no caso de Mrk 1210 e Mrk 348, o maior valor de [OI]/[OIII] está acompanhado por um maior valor das razões [OI]/H α , [OIII]/[OII] e [OI]/[OII] e menor valor da razão [NII]/H α , embora possua um valor de [OIII]/H β similar ao típico. Isto pode indicar a ausência da região emissora das linhas de baixa excitação nestas galáxias (onde se formam o [OII], o [NII] e as linhas de recombinação do HI) e o gás apresentando apenas as regiões de alta excitação (onde se forma o [OIII], mas também as linhas de recombinação de HI) e de baixíssima excitação (onde se forma o [OI]).

No segundo grupo figuram as galáxias Seyfert 2 NGC 3081, CGCG 420-015, NGC 6890 e IRAS 11215-2806, além das galáxias Seyfert 1 NGC 526a e MCG -02-33-034. Estas galáxias são consistentes com um cenário onde a espessura ótica do gás no 1 kpc central não é alta o suficiente para a formação de uma região parcialmente ionizada comparável à encontrada tipicamente nas Seyferts.

Rádio-galáxias

A figura 4.10 mostra a distribuição espacial dos valores da razão [OI]/[OIII] em função da distância ao AGN nas Rádio-galáxias. Na seção 4.2.1, encontramos que os valores médios são maiores que

o valor típico relatado de Peterson (1997) para as Seyferts. Ao analisarmos as galáxias individualmente, encontramos que somente para PKS 634-20 $[OI]/[OIII]$ é menor que o valor típico, enquanto que para as quatro outras esta razão é maior. Isto parece indicar uma maior importância da região parcialmente ionizada nas Rádio-galáxias, sinalizando que estas se caracterizam ou por espessuras óticas da coluna de gás emissor mais altas ou por apresentarem um fluxo de fótons de alta energia mais intenso do que o encontrado nas galáxias Seyferts.

4.3 Diagramas de diagnóstico

Diagrama de diagnóstico $[OIII]/H\beta$ vs. $[NII]/H\alpha$

Galáxias Seyfert

As figuras 4.11 e 4.12 mostram o diagrama $[OIII]/H\beta$ vs. $[NII]/H\alpha$ para as galáxias de nossa amostra. Para referência, ilustramos nos diagramas a “linha” ocupada pelas regiões H II (linha tracejada-ponto), a “fronteira” empírica entre regiões H II e AGNs (linha pontilhada), a “fronteira” empírica entre núcleos Seyfert e LINERs (linha tracejada) e a trajetória ocupada por uma sequência de modelos de fotoionização para uma nebulosa ionizada por uma distribuição espectral de energia do tipo lei de potência (sequência $A_{M/I}$, descrita no próximo capítulo).

As observações dentro dos 2 kpc centrais se concentram na região característica dos núcleos Seyfert (de acordo com BPT). Apenas as galáxias Seyfert 2 NGC 1386, NGC 5643 e IC 1816 apresentam regiões emissoras internas a 2 kpc que “cruzam” a fronteira empírica em direção à região ocupada pelas regiões H II. Várias galáxias, inclusive, possuem regiões emissoras mais externas do que 2 kpc ocupando a região de núcleos Seyfert.

Através dos diagramas de diagnóstico das figuras 4.11 e 4.12, podemos concluir também que as regiões emissoras de uma galáxia hospedeira de um AGN apresentam um dos três comportamentos a seguir:

- em 8 das 18 galáxias Seyfert 2 de nossa amostra os pontos observacionais tendem a seguir aproximadamente a trajetória predita pelos modelos de fotoionização. Nesta situação se encontram as galáxias MCG -05-27-13, NGC 1358, NGC 5135, Mrk 1210, CGCG 420-015, Fairall 316, NGC 6890 e IRAS 11215-2806. Duas das 6 galáxias Seyfert 1 apresentam comportamento similar, sendo elas NGC 526a e NGC 6860 (embora o “sentido” da trajetória seja diferente).

- em 9 das 18 galáxias Seyfert 2, os pontos observacionais tendem a seguir uma trajetória “em linha reta” entre a região ocupada pelos núcleos Seyfert e a ocupada pelas regiões H II, com a região nuclear ocupando o “locus” dos núcleos Seyfert e as regiões mais externas se distribuindo em direção ao “locus” das regiões H II. Nesta situação se encontram as galáxias NGC 7582, Mrk 348, ESO 417-G6, Mrk 607, NGC 1386, NGC 3081, NGC 7130, NGC 5643 e IC 1816. Duas das 6 galáxias de nossa amostra de Seyfert 1, Mrk 732 e ESO 362-G18, apresentam comportamento similar. A galáxia Seyfert 2 NGC 7582 é a única que apresenta comportamento distinto, com o núcleo ocupando a posição mais próxima da fronteira empírica entre AGNs e regiões H II, e as regiões mais externas se aproximando do “centro” da região ocupada pelos núcleos Seyfert.

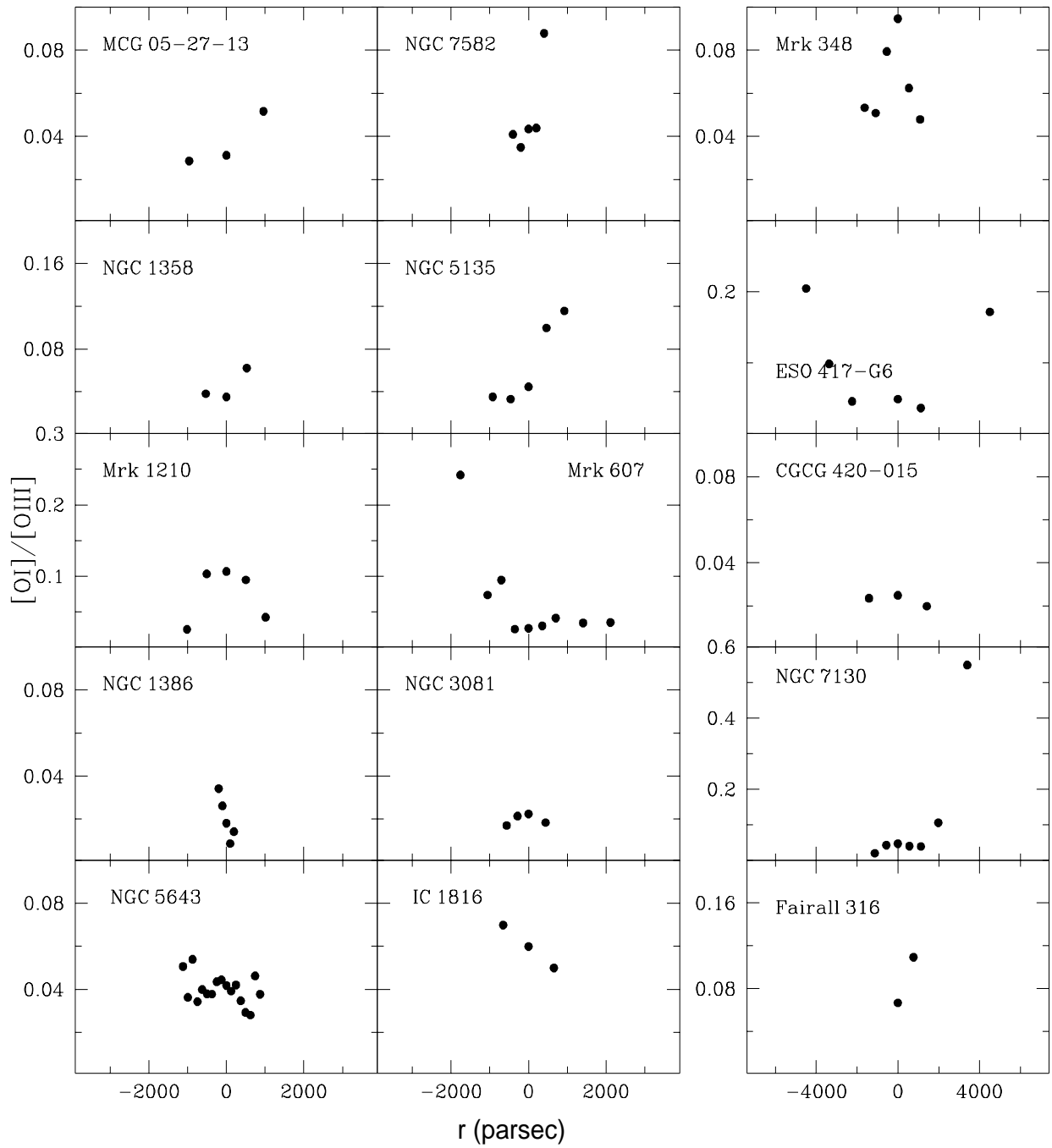


Fig. 4.9: Distribuição espacial da razão $[OI]/[OIII]$ para galáxias Seyfert 2.

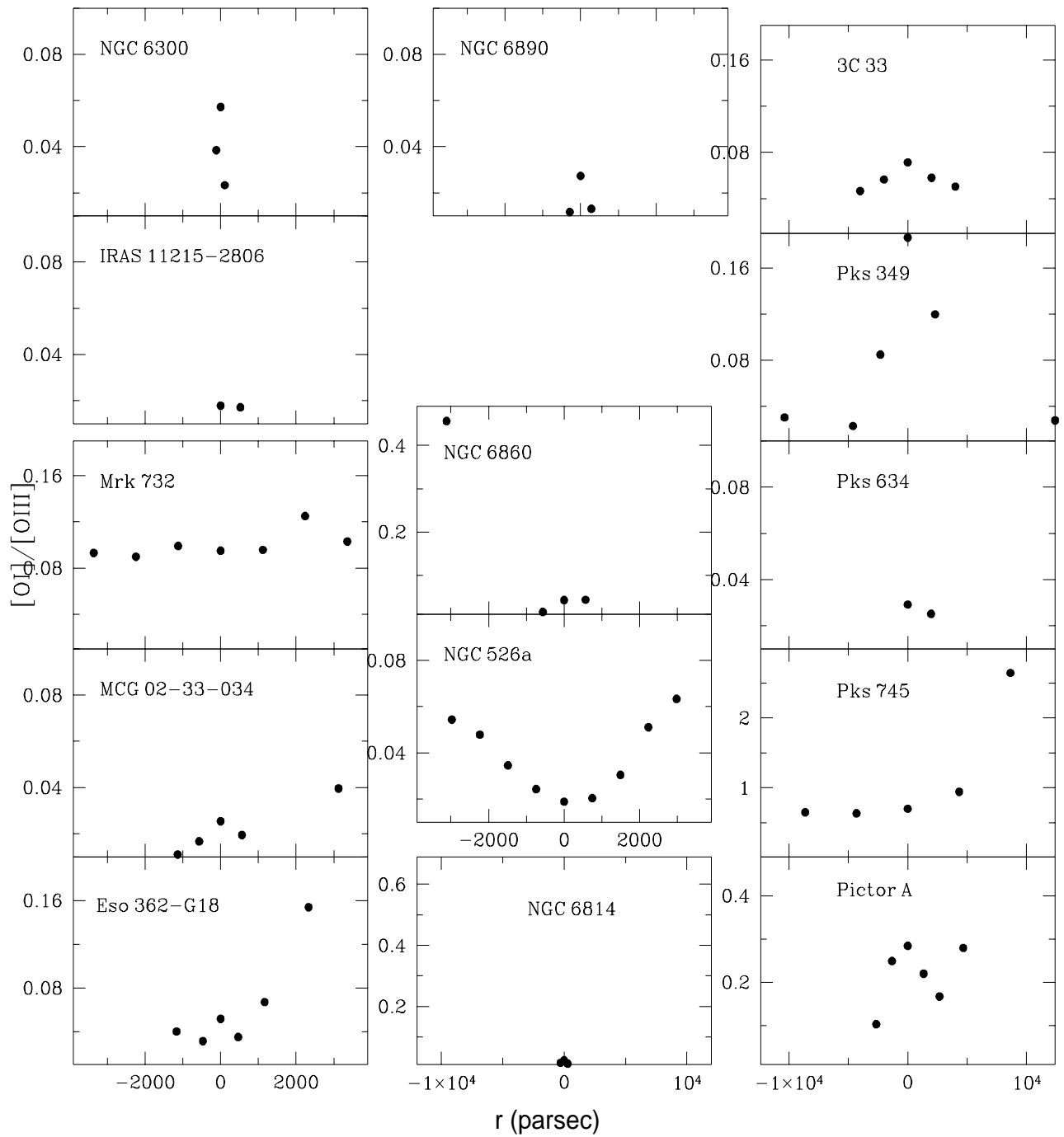


Fig. 4.10: Distribuição espacial da razão $[OI]/[OIII]$ para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).

- As galáxias Seyfert 2 NGC 6300 e Seyfert 1 MCG -02-33-034 e NGC 6814 apresentam um comportamento distinto dos acima, mas ainda com as regiões emissoras internas a 2 kpc ocupando o *locus* dos núcleos Seyfert.

Com o uso dos diagramas diagnóstico podemos concluir também que as regiões emissoras extra-nucleares das galáxias Seyfert tendem a “evitar” a região ocupada pelos LINERs.

Rádio-galáxias

A figura 4.12 mostra o diagrama $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ vs. $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ para a amostra de Rádio-galáxias. Estas se caracterizam por comportamentos bastante diferentes entre si.

Três das 5 Rádio-galáxias de nossa amostra, 3C 33, PKS 349-27 e PKS 634-20, ocupam a região dos núcleos Seyfert. Os pontos observacionais são razoavelmente bem dispostos sobre a trajetória predita pelos modelos de fotoionização por um espectro tipo lei de potência, sendo que o núcleo tende a ter valores maiores da razão $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ que decresce para fora. Já a Rádio-galáxia PKS 745-19 tem todas suas regiões emissoras ocupando a região dos LINERs.

A BLRG Pictor A é a única que parece apresentar um comportamento “anômalo”, uma vez que possui todas as regiões emissoras “dentro” da região empiricamente associada às regiões H II. Entretanto, sendo Pictor A uma Rádio-galáxia que apresenta linhas permitidas largas, além de um perfil complexo, é bastante plausível que esta “anomalia” se deva a problemas na decomposição do perfil alargado, ao menos no caso do núcleo (que se encontra bem próximo dos limites da fronteira empírica).

Diagrama de diagnóstico $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ vs. $[\text{OII}]/[\text{OIII}]$

As figuras 4.13 e 4.14 mostram o diagrama $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ vs. $[\text{OII}]/[\text{OIII}]$ derivado a partir de nossa amostra de galáxias Seyfert. Observamos e confirmamos as mesmas tendências identificadas no diagrama $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ vs. $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$. Em geral, a distribuição das observações sobre o diagrama é bem descrita pelos modelos de fotoionização por espectro tipo lei de potência, não apresentando desvios consideráveis das predições. Este diagrama é então bastante adequado para descrever a excitação do gás encontrado tanto nos AGNs rádio-silenciosos (galáxias Seyfert) como nos AGNs rádio-emissores (Rádio-galáxias).

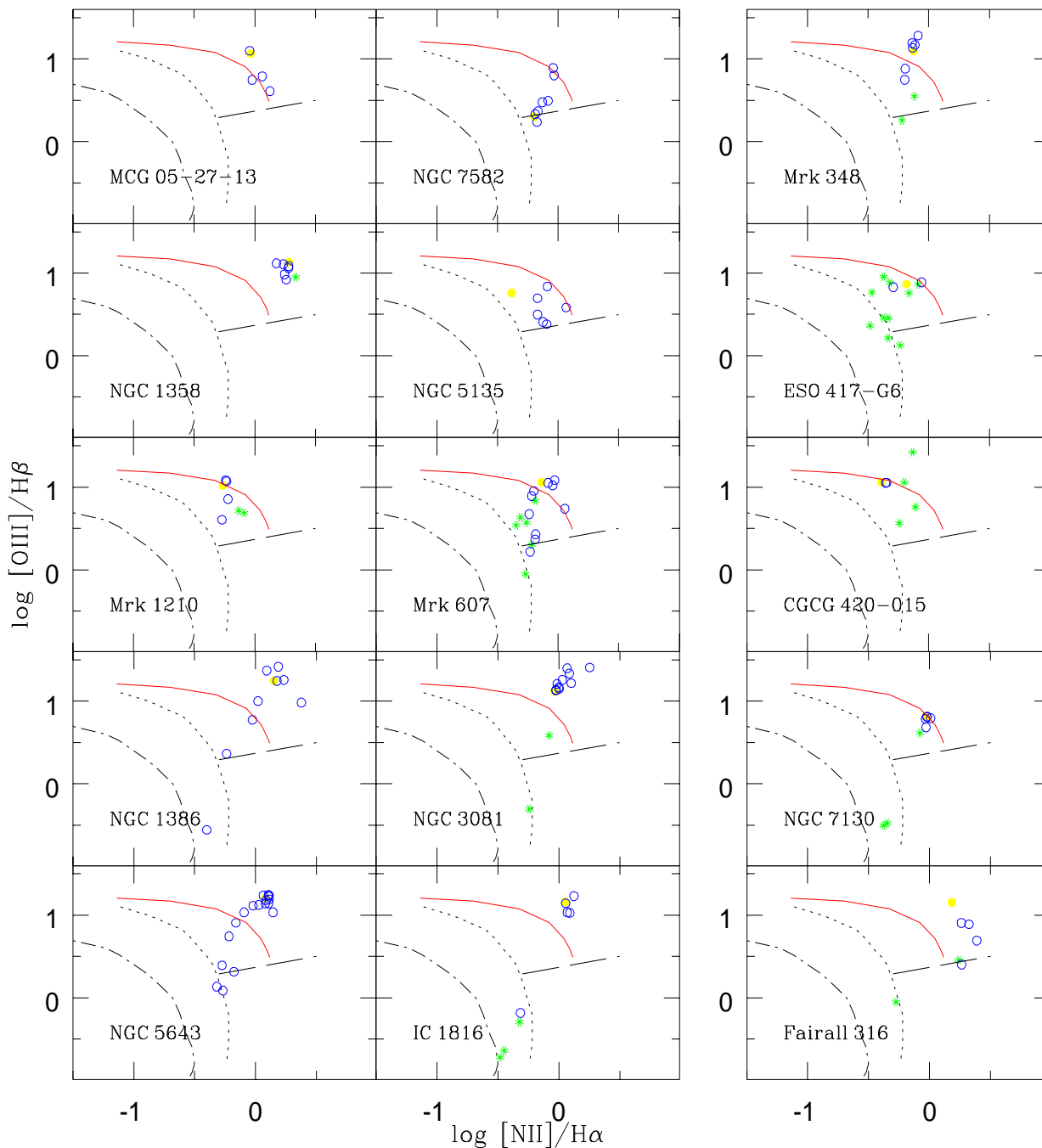


Fig. 4.11: Diagrama de diagnóstico $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ vs. $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ para galáxias Seyfert 2. Círculo preenchido: região nuclear; círculo vazado: $r \leq 2 \text{ kpc}$; asterisco: $r > 2 \text{ kpc}$. A linha contínua representa uma sequência de modelos $A_{M/I}$. A linha pontilhada define a fronteira da região ocupada por regiões HII e AGNs (obtida de Veilleux & Osterbrock 1987), a linha tracejada define a fronteira empírica entre núcleos Seyfert e LINERs enquanto a linha tracejada-ponto reproduz uma sequência de modelos de regiões HII (obtida de McCall et al. 1985).

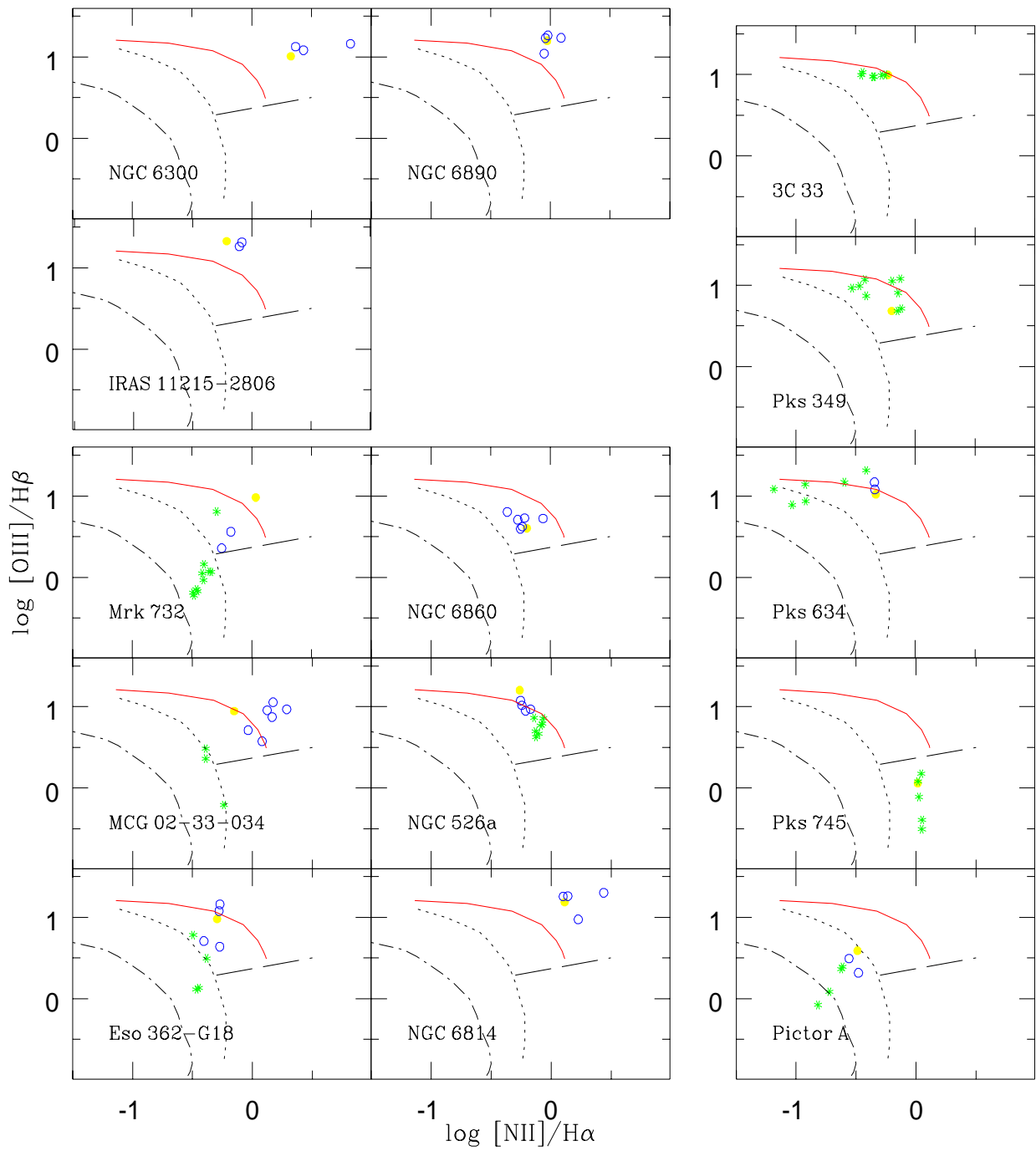


Fig. 4.12: *Idem à figura 4.11 para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).*

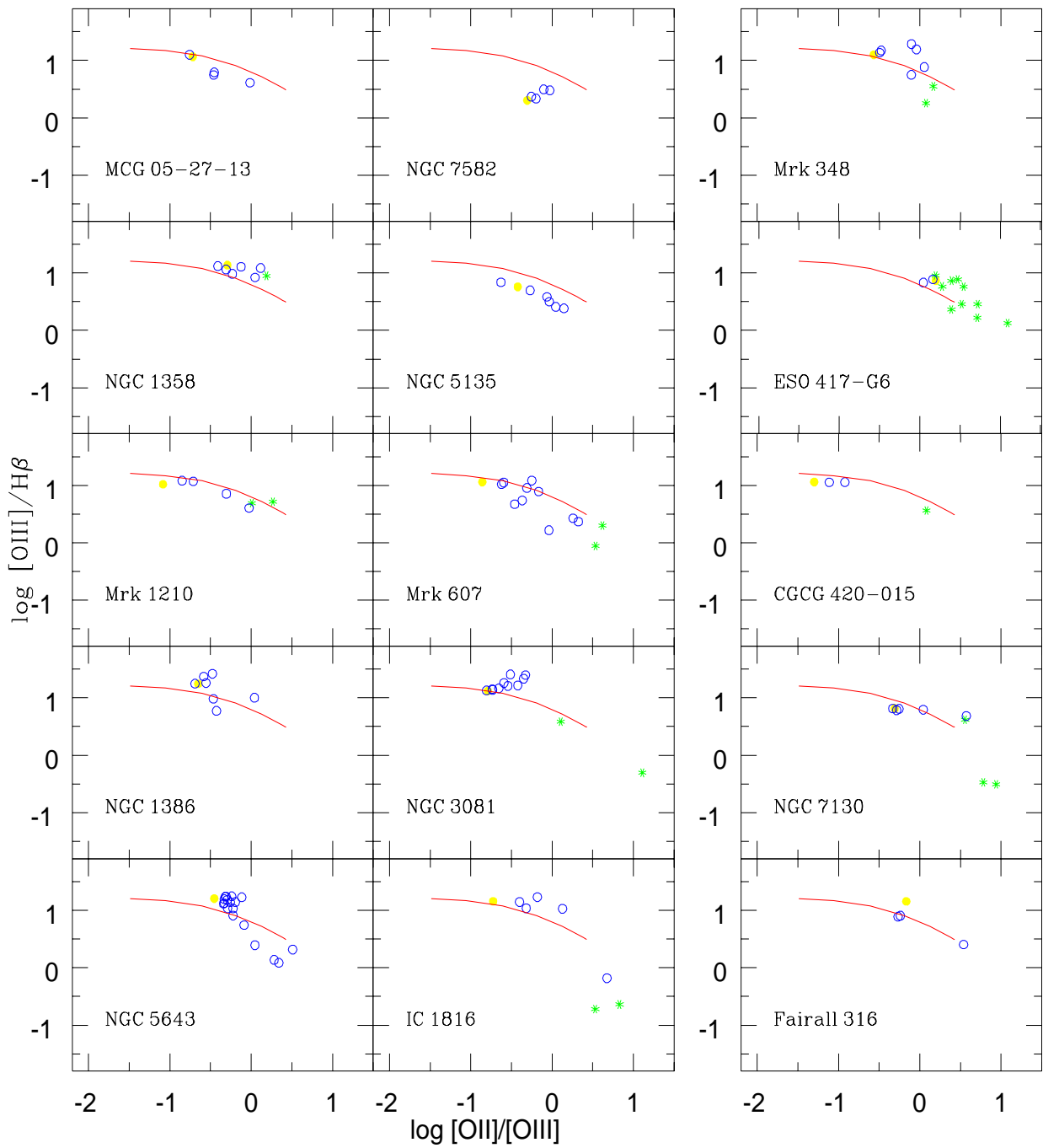


Fig. 4.13: Diagrama de diagnóstico $[OIII]/H\beta$ vs. $[OII]/[OIII]$ para galáxias Seyfert 2. Círculo preenchido: região nuclear; círculo vazado: $r \leq 2$ kpc; asterisco: $r > 2$ kpc. A linha contínua representa uma sequência de modelos $A_{M/I}$.

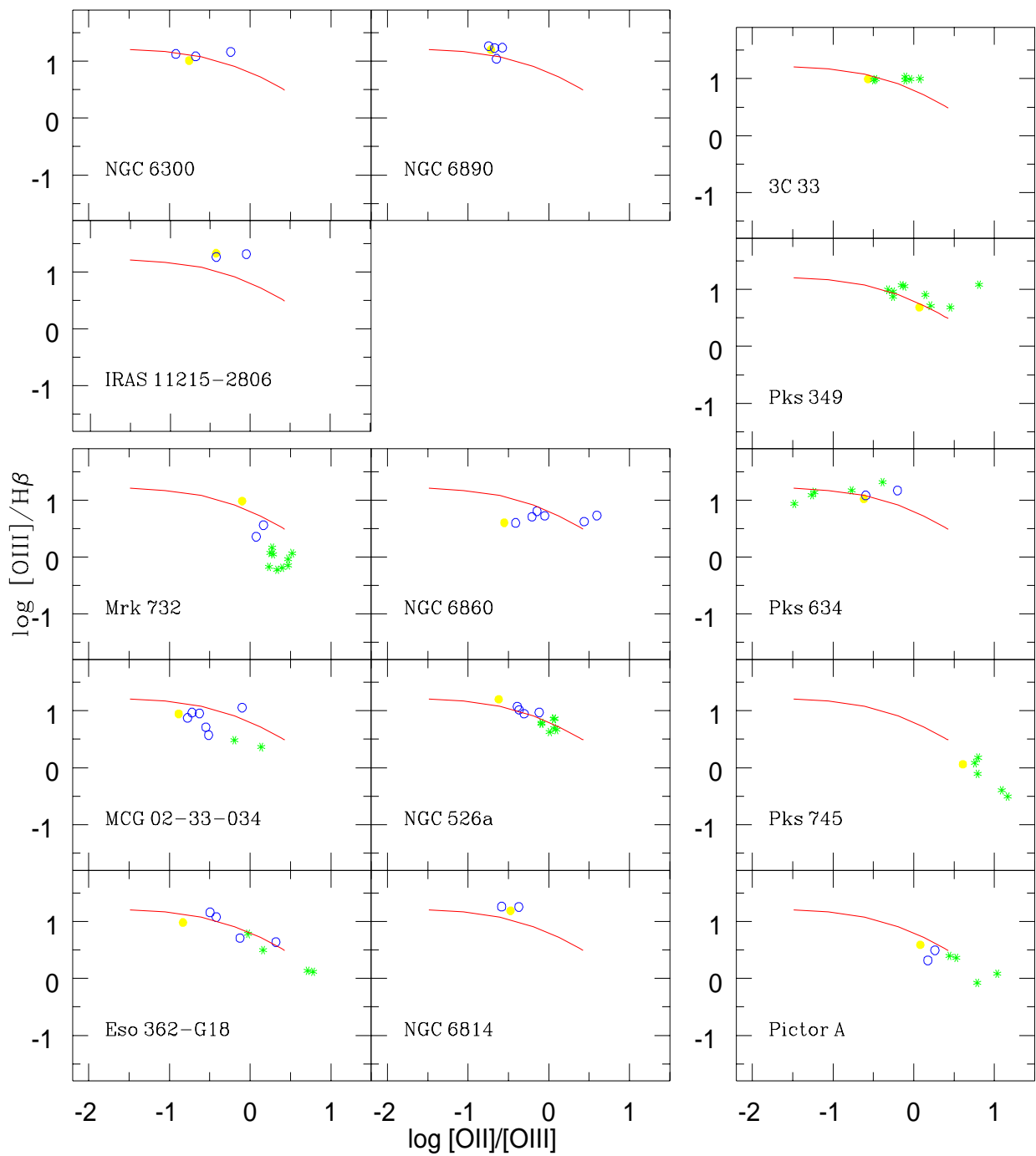


Fig. 4.14: *Idem à figura 4.13 para outras galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).*

Capítulo 5

Modelando o gás emissor de AGNs

As propriedades de excitação do gás observadas através das suas linhas de emissão permitem confirmar e/ou descartar hipóteses relativas aos mecanismos envolvidos no fenômeno AGN, bem como estimar a luminosidade da fonte central. Isto pode ser feito a partir da comparação entre a região ocupada em diagramas diagnóstico pelas observações e por modelos.

Entretanto, uma dificuldade intrínseca é a de que as observações refletem o acoplamento entre as propriedades físicas do gás emissor, como densidade, temperatura e massa, e as propriedades do AGN, como luminosidade da fonte e distribuição espectral de energia (SED). Estas interações “acoplam” o gás emissor que “reage” à presença do AGN e da fonte de energia associada a este, tornando bastante difícil a distinção entre o que é devido às propriedades do gás e/ou da fonte.

Dentre os modelos mais “em voga” usados para reproduzir as linhas de emissão do gás em AGNs estão os modelos de fotoionização e os de choques auto-ionizantes.

5.1 Modelos de Fotoionização

Modelos de fotoionização assumem que a energia necessária para gerar o espectro de linhas de emissão observado é originada em fótons ionizantes. Estes fótons ionizantes seriam irradiados pela fonte central do AGN.

Ao gerar um modelo de fotoionização para explicar a excitação do gás observada nos AGNs temos que assumir algumas propriedades para o gás emissor – como densidade e metalicidade, a existência de poeira misturada ao gás ou não, etc. – bem como propriedades para a fonte ionizante – como a forma da SED. Os modelos de fotoionização são gerados utilizando então este espectro ionizante o qual ioniza o gás com as propriedades adotadas acima, produzindo o espectro de linhas de emissão que será comparado aos dados observacionais.

Um dos primeiros resultados quando da aplicação de modelos de fotoionização ao espectro de linhas observado nos AGNs é que a fonte de energia não pode ser estelar como em regiões H II. Entretanto, uma SED com a forma de uma lei de potência ajusta razoavelmente bem os modelos às observações (Alloin et al. 1995). Já em 1987, Mathews & Ferland introduziram em seus modelos uma lei de potência com diferentes índices espectrais para diferentes bandas de energia, que reproduziu melhor alguns dados observacionais.

Entretanto, a forma da SED “predita” pelos modelos de fotoionização ainda é um tema controverso, com hipóteses propostas frequentemente melhorando a concordância de alguns parâmetros observáveis em detrimento de outros (Binette et al. 1996, Fraquelli et al. 2000).

De modo a poder esclarecer alguns destes pontos nos propusemos a gerar modelos de fotoionização aplicando-os aos dados observacionais de que dispomos. Estes modelos foram gerados usando o código de fotoionização MAPPINGS Ic. Uma descrição pormenorizada do código pode ser encontrada nos artigos Binette, Dopita & Tuohy (1985), Binette et al. (1993a,b) e Ferruit et al. (1997). No primeiro descreve-se o código em si, nos seguintes descreve-se o tratamento dos efeitos da poeira e no último descreve-se a última versão do código.

Uma geometria plano-paralela foi adotada em todos os modelos, enquanto que a SED assumida é caracterizada por um único índice espectral α : $F_\nu \propto \nu^{-\alpha}$. No cálculo do espectro emitido pelo gás adota-se o regime isobárico. Isto significa que a pressão é constante dentro da nuvem de gás modelada. Dada a prescrição isobárica, a densidade na parte de “trás” do gás é mais alta do que na “frente” por causa do gradiente de temperatura. O modelo de referência possui uma fonte com $\alpha = 1.3$, metalicidade solar e densidade do gás na região emissora do [SII] igual a 500 cm^{-3} .

Dois tipos de modelos foram considerados: modelos de componente única limitados pela radiação (seção 5.1.1) e os denominados modelos $A_{M/I}$, (seção 5.1.2) que consideram duas componentes para o gás emissor, uma componente limitada pela matéria (MB) e uma limitada pela radiação (IB).

5.1.1 Sequências de modelos de componente única

O parâmetro de ionização U de uma nuvem de gás é definido como o quociente entre o fluxo de radiação ionizante que incide sobre a nuvem e a densidade de matéria da mesma.

$$U \equiv \frac{Q(H^0)/4\pi r^2}{n c} \quad (5.1)$$

onde $Q(H^0)/4\pi r^2$ é o fluxo ionizante incidente sobre a nuvem (sendo $Q(H^0)$ a taxa de fótons ionizantes com $h\nu \geq 13.6 \text{ eV}$ emitidos pela fonte central, e r a distância da nuvem à fonte), n é a densidade do gás e c a velocidade da luz.

O modelo de fotoionização de componente única (ou modelo de U) consiste em assumir que a nuvem é composta por uma única fase de gás ionizado, sendo caracterizada por um valor médio de U e de n . Em geral os modelos de U assumem que as nuvens ionizadas são limitadas por radiação (ou oticamente espessas), absorvendo completamente a radiação incidente sobre as mesmas. Em termos dos modelos, a condição da nuvem ser oticamente espessa implica no truncamento dos modelos quando a fração $H^+/H=1\%$ for alcançada (Binette 1985).

As figuras 5.1, 5.2, 5.3 e 5.4 mostram sequências de U cobrindo o intervalo [0.0005, 0.1], sendo que as sequências paralelas mostram o efeito de diferentes densidades para o gás, no intervalo [5, 5000] cm^{-3} para nuvens limitadas por radiação e para nuvens limitadas por matéria – para galáxias Seyfert 1, Seyfert 2 e Rádio-galáxias, respectivamente. Os dados observacionais estão identificados de acordo com a distância ao núcleo. Pode-se observar, por exemplo, o efeito sistemático descrito no capítulo anterior, de que as observações correspondentes a distâncias $r > 2 \text{ kpc}$ têm sistematicamente maiores valores de [OII]/[OIII] e menores valores de [NII]/ $H\alpha$ e [OIII]/ $H\beta$ do que o núcleo, que por sua vez ocupa *loci* semelhantes aos das regiões extranucleares com $r \leq 2 \text{ kpc}$. Podemos observar que, embora a variação de U reproduza parte do espalhamento

dos dados, a variação na “direção perpendicular” à da variação de U não pode ser reproduzida somente por uma variação da densidade do gás.

Região parcialmente ionizada

Uma característica evidente dos modelos de U envolve as razões que contém o [OI]. Em geral a linha do [OI] é superestimada pelos modelos de U padrões. Estudos prévios (Viegas & Prieto 1992) mostram que se as nuvens ionizadas de AGNs não são ópticamente espessas à radiação ionizante, então a emissão [OI] é bem reproduzida. Isto se deve ao fato da linha do [OI] ser produzida na região parcialmente ionizada da nuvem de gás. A diminuição da espessura ótica da nuvem reduz então a região parcialmente ionizada e, conseqüentemente, a intensidade do [OI] com relação às demais linhas produzidas nas regiões de mais alta ionização.

Seguindo estes resultados geramos então uma seqüência de modelos de fotoionização em U que absorve 70% e 90% da radiação ionizante incidente ao invés de 100% (linhas tracejadas nas figuras 5.1 e 5.2). Geramos também uma seqüência de modelos em que o gás absorve 97% da radiação incidente (linha tracejada na figura 5.3). Verificamos que este último modelo reproduz melhor a razão [OI]/[OIII], não afetando muito as demais razões. Para as rádio galáxias estes modelos reproduzem melhor também valores baixos do canto inferior esquerdo do diagrama [NII]/ $H\alpha$ vs. [OII]/[OIII].

5.1.2 Sequências de modelos de $A_{M/I}$

Modelos de 2 componentes de regiões emissoras de gás ionizado do tipo MB-IB foram utilizados por Binette et al. (1996) para solucionar 3 grandes “problemas” encontrados na comparação de modelos de componente única com as observações. Estes últimos predizem linhas de alta excitação muito fracas, temperaturas eletrônicas muito baixas, além de um intervalo muito pequeno para a razão HeII/ $H\beta$ quando comparada às observações.

Modelos MB-IB (ou $A_{M/I}$) se caracterizam por possuir uma região emissora de gás ionizado dividida em 2 componentes distintas mas vinculadas. A primeira, correspondente às nuvens limitadas por matéria (nuvens MB), “vê” a fonte ionizante diretamente e é caracterizada por um grau de excitação muito alto. O espectro de linhas de emissão desta componente é obtido a partir do truncamento dos cálculos de fotoionização depois que uma fração F_{MB} dos fótons ionizantes incidentes é absorvida. F_{MB} é escolhida de modo a poder reproduzir as temperaturas comumente observadas na região do [OIII] em AGNs (Binette et al. 1996). Linhas de emissão de alta excitação como as do [OIII], HeII e [NeIII] são produzidas na componente MB.

A segunda componente, correspondente às nuvens limitadas por ionização (nuvens IB) não vê a fonte ionizante diretamente, mas “filtrada” pela componente MB. Vê portanto um contínuo ionizante modificado que consiste principalmente de fótons de alta energia que interagem com pouca eficiência com o gás, já que sua energia está bastante além dos potenciais de ionização do H^0 e do He^+ . A componente IB não é completamente ionizada e é muito mais opaca à radiação ionizante. É responsável pela produção das linhas de baixa excitação como as do [OII], [NII] e [SII]. As linhas de recombinação do HI são geradas nas duas componentes, enquanto que linhas como [OI] são geradas nas regiões mais externas das nuvens IB e distantes da fonte ionizante.

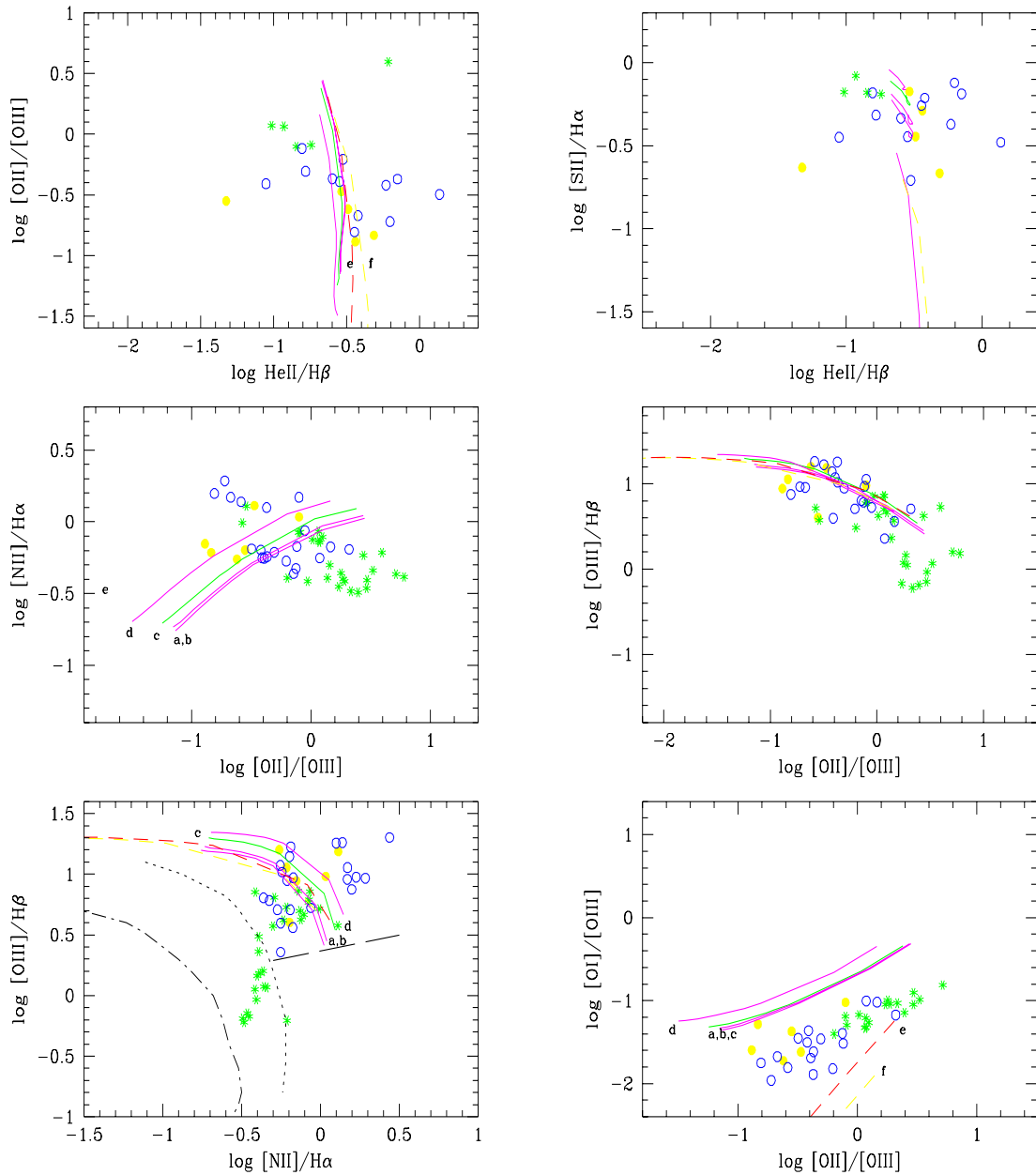


Fig. 5.1: Sequências de modelos de componente única (modelos de U) comparados aos dados de galáxias Seyfert 1. Círculo preenchido: núcleo; círculo vazado: $r \leq 2$ kpc; asterisco: $r > 2$ kpc. As sequências mostram gás com densidades iguais a 5 cm^{-3} , 50 cm^{-3} , 500 cm^{-3} e 5000 cm^{-3} (modelos a, b, c e d, respectivamente). As linhas tracejadas mostram as sequências de modelos em que se deixa escapar 10% e 30% da radiação ionizante incidente (modelos e e f), para gás com densidade igual à 500 cm^{-3} . Modelos adotam índice espectral α igual a 1.3 e metalicidade solar. A linha pontilhada define a fronteira da região ocupada por regiões H II e AGNs (obtida de Veilleux & Osterbrock 1987) enquanto a linha tracejada-ponto reproduz uma sequência de modelos de regiões H II (obtido de McCall, Rybski & Shields 1985).

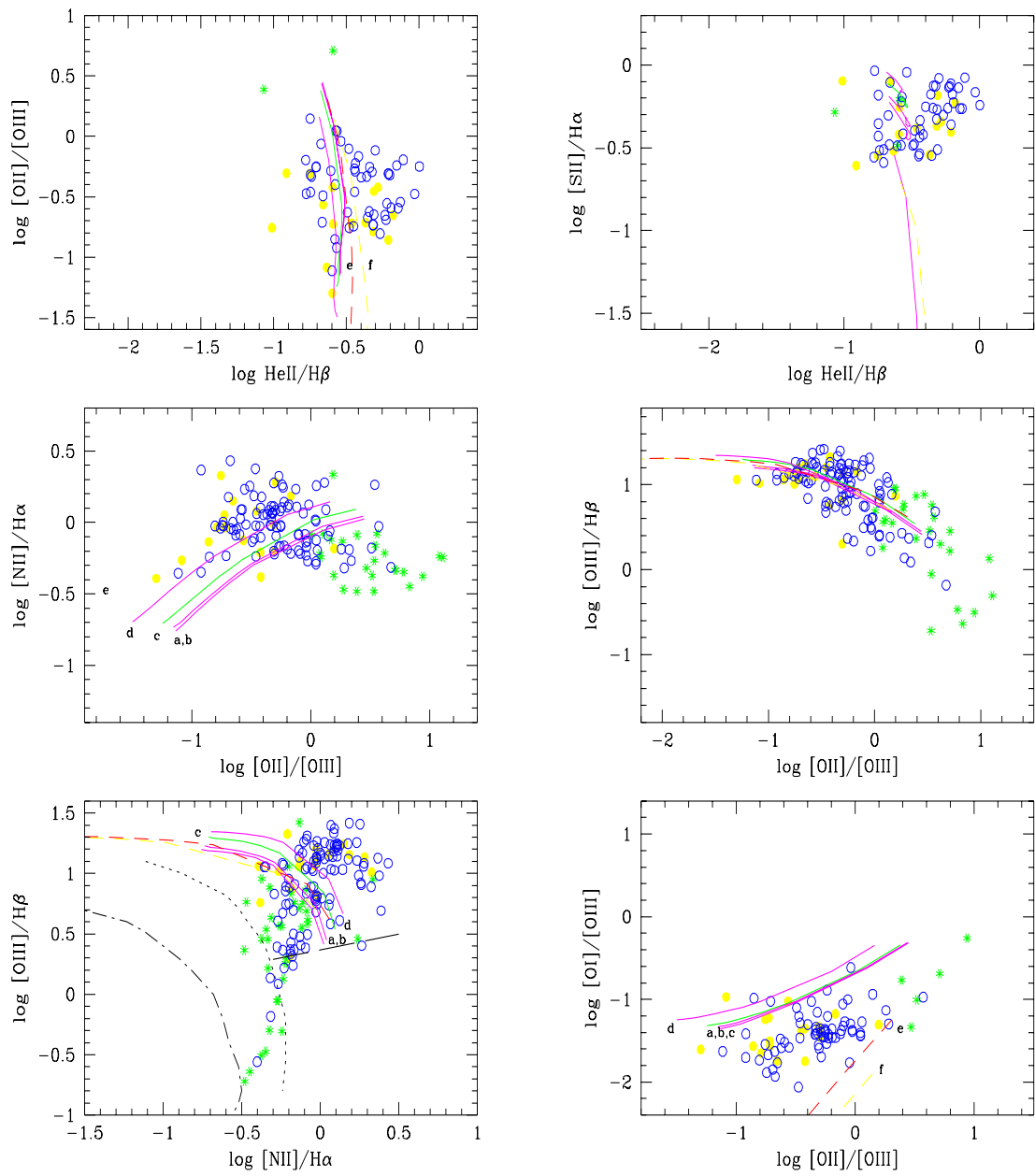


Fig. 5.2: Idem à Fig. 5.1 para Galáxias Seyfert 2.

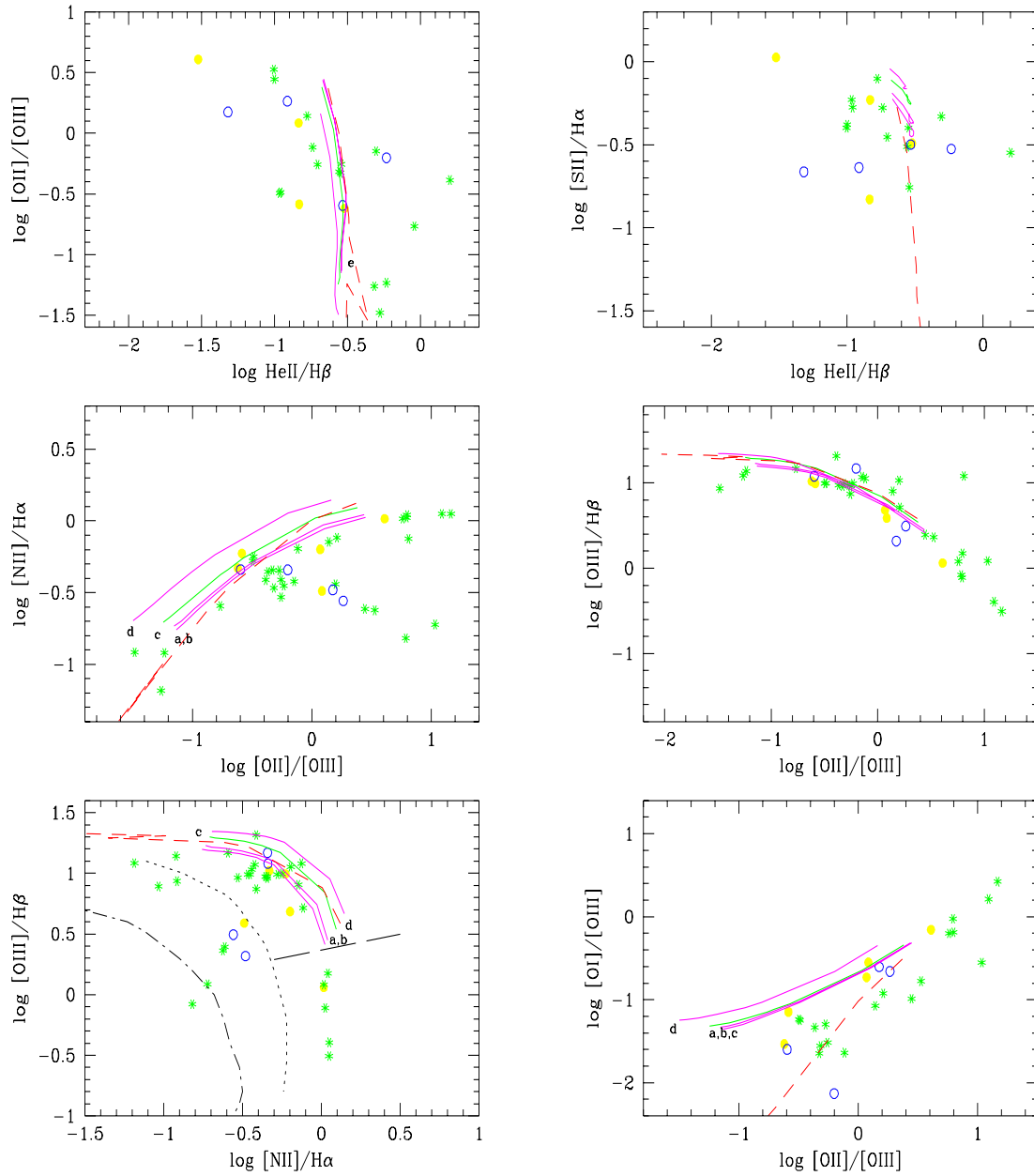


Fig. 5.3: *Idem à Fig. 5.1 para Rádio-galáxias, porém com a linha tracejada mostrando uma seqüência de modelos em U em que se deixa escapar apenas 3% da radiação ionizante incidente.*

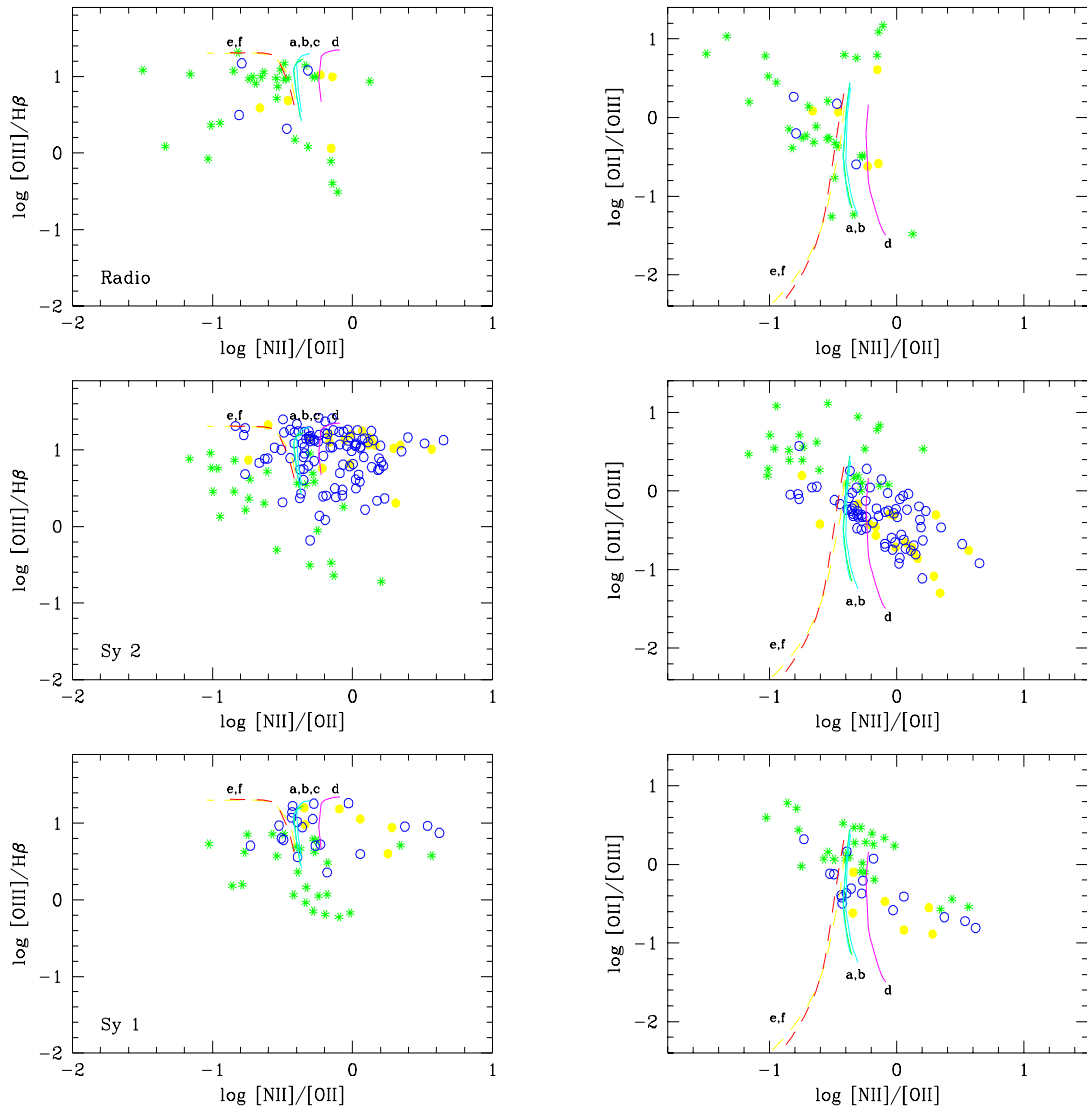


Fig. 5.4: Sequências de modelos de componente única (modelos de U) para várias densidades do gás comparados às observações. Topo: Rádio-galáxias. Meio: galáxias Seyfert 2. Embaixo: galáxias Seyfert 1. Círculo preenchido: núcleo; círculo vazado: $r \leq 2$ kpc; asterisco: $r > 2$ kpc. As sequências mostram gás com densidades iguais a 5 cm^{-3} , 50 cm^{-3} , 500 cm^{-3} e 5000 cm^{-3} (modelos a, b, c, e d, respectivamente). As linhas tracejadas mostram as sequências de modelos em que se deixa escapar 10% e 30% da radiação ionizante incidente (modelos e e f), para gás com densidade igual a 500 cm^{-3} . Os modelos adotam SED com índice espectral igual a 1.3 e gás com metalicidade solar.

O parâmetro fundamental deste tipo de modelo é o parâmetro $A_{M/I}$, definido como a razão entre o ângulo sólido ocupado pela componente MB relativamente à componente IB. “Mede” portanto o tamanho relativo das 2 componentes emissoras. Diferentemente dos modelos de componente única que descrevem uma variação da excitação como uma variação do parâmetro de ionização, os modelos $A_{M/I}$ explicam a variação da excitação do gás como sendo determinada preferencialmente pela proporção relativa entre as componentes MB e IB. Um maior valor de $A_{M/I}$ implica em um maior peso dado à componente MB e portanto um espectro de mais alta excitação.

A principal característica dos modelos $A_{M/I}$ é que radiação ionizante é primeiramente “filtrada” pelas nuvens MB e só então incide sobre as nuvens IB. Este espectro ionizante filtrado é bastante diferente do que chega à componente MB, consistindo em sua maioria de fótons de alta energia os quais interagem muito menos eficientemente com o gás.

O parâmetro de ionização da componente IB, U_{IB} , está associado ao da componente MB através da relação

$$U_{IB} = (1 - F_{MB}) U_{MB} S_{I/M}^{-1} \quad (5.2)$$

onde $S_{I/M}$ é o salto em densidade definido como a razão entre a densidade da componente IB e da componente MB ($S_{I/M} \equiv \frac{n_{IB}}{n_{MB}}$).

A combinação adequada das 2 componentes deve ser capaz de reproduzir então as observações. Uma descrição mais aprofundada deste modelo bem como dos parâmetros envolvidos no modelamento pode ser encontrada em Binette et al. (1996), Fraquelli (1997) ou Rodríguez-Ardila (1999).

Assim como nos modelos de fotoionização de componente única, os modelos $A_{M/I}$ predizem valores para a razão [OI]/[OIII] maiores que os observados. Isto é de se esperar, pois os modelos $A_{M/I}$ se caracterizam pela inclusão de uma componente limitada por matéria de alto grau de excitação enquanto que a linha do [OI] é de muito baixa excitação, sendo gerada na região parcialmente ionizada. Quando adotamos uma espessura ótica para a componente IB um pouco menor que a necessária para obtermos fração de ionização do Hidrogênio $\leq 1\%$ os modelos reproduzem bem as observações.

Uma vez que as linhas de emissão observadas são resultado da interação do gás com a radiação ionizante proveniente do núcleo, estudaremos o efeito de variar algumas das propriedades tanto do gás como da fonte central. A primeira destas propriedades é a densidade do gás, a segunda é o índice espectral da radiação ionizante e a terceira é a composição química do gás.

Efeitos da densidade do gás

As figuras 5.5, 5.6, 5.7 e 5.8 mostram o efeito da densidade sobre as predições dos modelos de $A_{M/I}$ para galáxias Seyfert1, Seyfert 2 e Rádio-galáxias, respectivamente. Os modelos $A_{M/I}$ mostrados nestas figuras adotam $U_{MB} = 0.04$, $S_{I/M} = 20$, $F_{MB} = 40\%$ (Binette et al. 1996) e distribuição espectral de energia tipo lei de potência com um índice espectral α igual a 1.3. O valor de $A_{M/I}$ está contido no intervalo [0.001, 100].

Verifica-se que este modelo de 2 componentes, combinado com a variação da densidade do gás, representa uma melhora na reprodução das observações em relação ao modelo de componente única, principalmente nos diagramas envolvendo HeII/H β , embora não explique todo o espalhamento encontrado nos diagramas diagnóstico.

As correlações encontradas entre a densidade crítica e/ou o potencial de ionização com a largura a meia-altura (FWHM) de várias linhas de emissão encontradas por Wilson (1979¹), Pelat et al. (1981), Filippenko & Halpern (1984), De Robertis & Osterbrock (1984, 1986) provam a existência de uma estratificação de densidades na NLR das Seyferts. Entretanto, nossos modelos indicam que somente uma variação em densidade do gás não é suficiente para reproduzir as observações.

Efeito do índice espectral

As figuras 5.9, 5.10, 5.11 e 5.12 mostram o efeito da variação do índice espectral α da SED nos modelos $A_{M/I}$ para galáxias Seyfert 1, Seyfert 2 e rádio-galáxias, respectivamente.

Os modelos $A_{M/I}$ mostrados nestas figuras adotam $U_{MB} = 0.04$, $S_{I/M} = 20$, $F_{MB} = 40\%$ com densidade da componente IB $n_{IB} = 500 \text{ cm}^{-3}$. O valor de $A_{M/I}$ está contido no intervalo [0.001, 100].

O efeito de variar o índice espectral produz um maior espalhamento da região ocupada pelos modelos resultando numa melhor concordância com as observações. Há sobretudo uma melhor cobertura do diagrama [OI]/[OIII] vs. [OII]/[OIII] (a qual favorece $1.7 \leq \alpha \leq 2.0$) e para a razão HeII/H β . Entretanto, se construímos uma sequência de modelos com índice espectral $\alpha = 1.3$ que deixa de absorver uma fração de 3% da radiação ionizante incidente sobre o gás, verificamos que tal modelo se superpõe ao que se obtém com $\alpha = 2.0$ (mas com gás ópticamente espesso). Da mesma forma, para a razão [SII]/H α encontramos que um modelo que adota $\alpha = 1.3$ (mas deixa escapar 3% da radiação ionizante incidente sobre o gás) prediz valores para esta razão similares aos que encontramos para modelos com $\alpha = 1.6$ e gás ópticamente espesso.

Um aspecto interessante é que a região ocupada pelos modelos apresenta um máximo para $\alpha \sim 1.3$ nos diagramas de [OIII]/H β vs. [NII]/H α e [NII]/H α vs. [OII]/[OIII] e [OIII]/H β vs. [OII]/[OIII]. Estes mesmos diagramas levam-nos a concluir que a variação de α não é suficiente para reproduzir todo o intervalo ocupado pelas observações.

Efeitos da metalicidade do gás

A determinação da metalicidade de uma nuvem de gás pode nos fornecer uma “pista” sobre a origem do gás emissor. Uma nuvem capturada do meio intergalático, por exemplo, deve ter metalicidade baixa. Por outro lado, caso se origine na região central da galáxia hospedeira o gás provavelmente terá metalicidade alta. A metalicidade tem também implicações importantes sobre parâmetros como a temperatura do gás. Pode portanto alterar bastante as predições dos modelos de fotoionização.

Considerando que muitas das galáxias da amostra são S0 ou espirais, e que o gás se estende a vários kpc do núcleo, é de se esperar a presença de um gradiente de metalicidade em que maiores valores são encontrados no núcleo e menores nas regiões mais externas. Vila-Costas & Edmunds (1992) mostram que, para galáxias espirais, gradientes típicos de metalicidade ficam entre 0.05 e 0.1 dex kpc⁻¹, de forma que a 3 kpc do núcleo já poder-se-ia esperar uma metalicidade de cerca da metade do valor central. Vila-Costas & Edmunds (1993) mostram que, para metalicidades maiores do que 0.4 solar, o nitrogênio comporta-se como um elemento de origem secundária, ou seja, a razão [N/O] é proporcional à abundância do oxigênio. Storchi-Bergmann et al. (1996) obtiveram

¹ WILSON, A. S. *Proc. Roy. Soc.*, (London) (A) 366, 461, 1979.

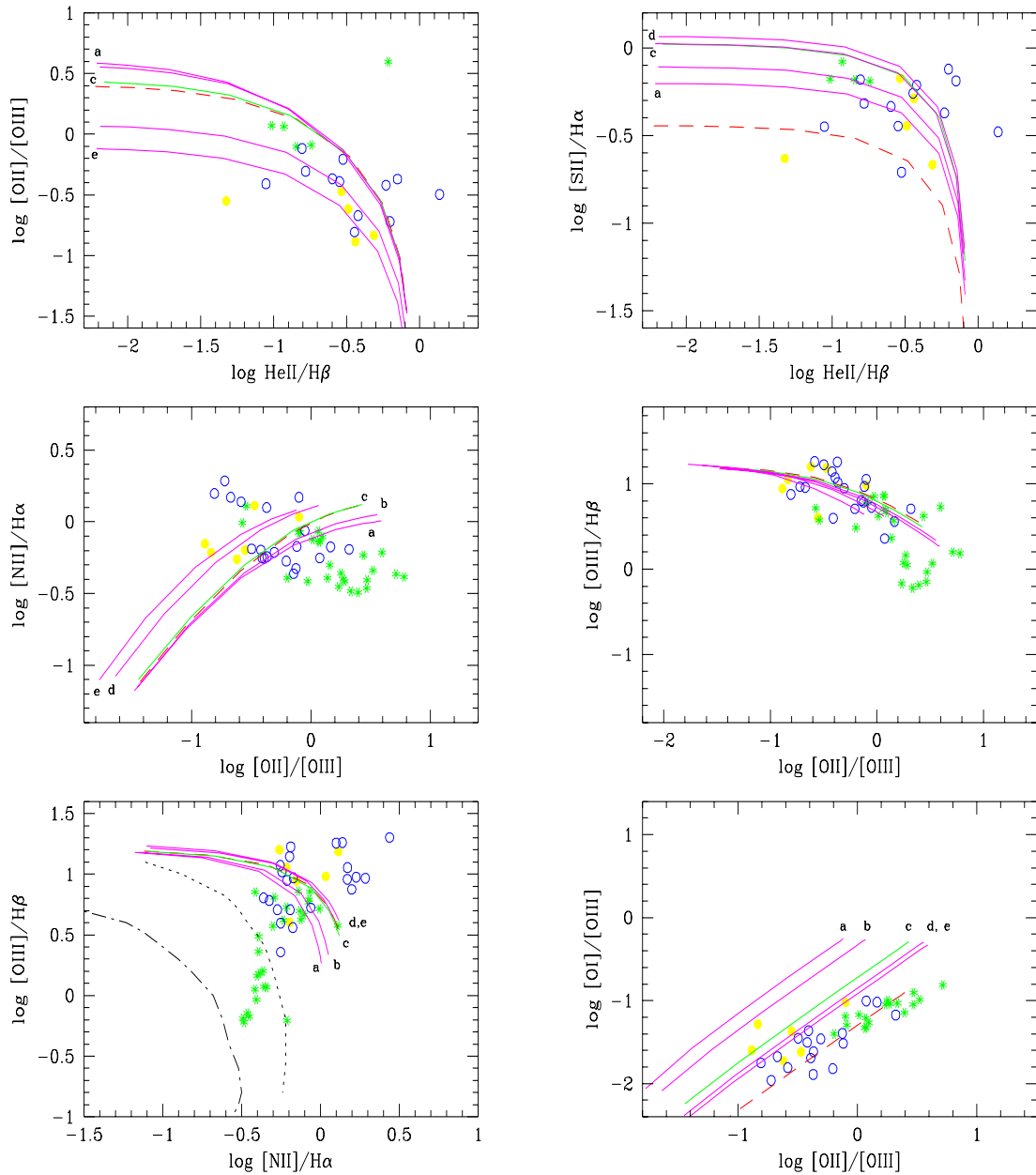


Fig. 5.5: Sequências de modelos $A_{M/I}$ para várias densidades do gás comparados aos dados de galáxias Seyfert 1. Círculo preenchido: núcleo; círculo vazado: $r \leq 2$ kpc; asterisco: $r > 2$ kpc. As sequências mostram gás com densidades na componente IB iguais a 5 cm^{-3} , 50 cm^{-3} , 500 cm^{-3} , 5000 cm^{-3} e 10000 cm^{-3} (modelos a, b, c, d e e, respectivamente). A linha tracejada mostra a sequência de modelos em que se deixa escapar 3% da radiação ionizante incidente, para gás com densidade na componente IB igual à 500 cm^{-3} . Os modelos adotam índice espectral α igual a 1.3 e metalicidade solar. A linha pontilhada define a fronteira entre a região ocupada por regiões H II e AGNs (obtida de Veilleux & Osterbrock 1987) enquanto a linha tracejada-ponto reproduz uma sequência de modelos de regiões H II (obtido de McCall, Rybski & Shields 1985).

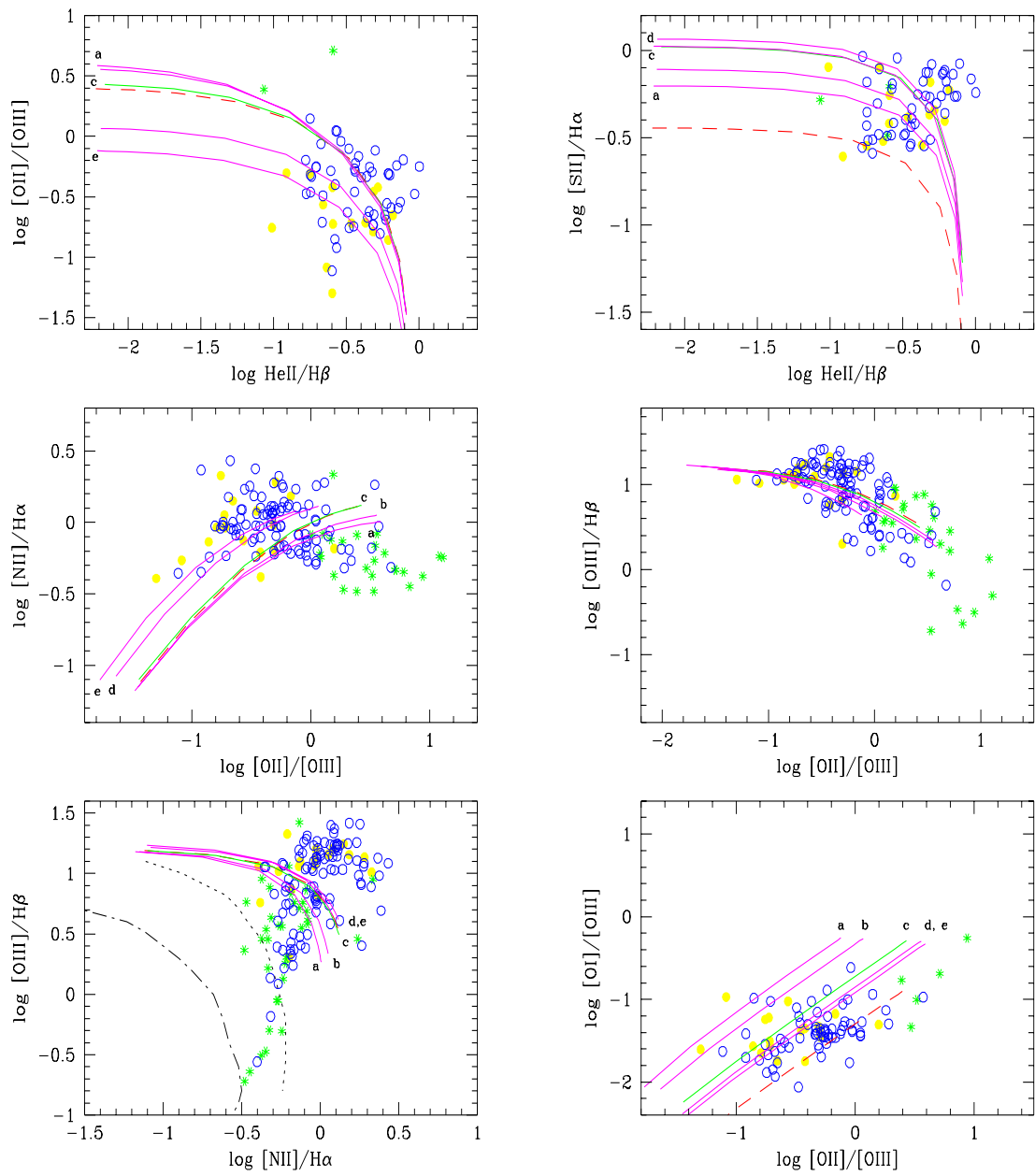


Fig. 5.6: Idem à Fig. 5.5 para galáxias Seyfert 2.

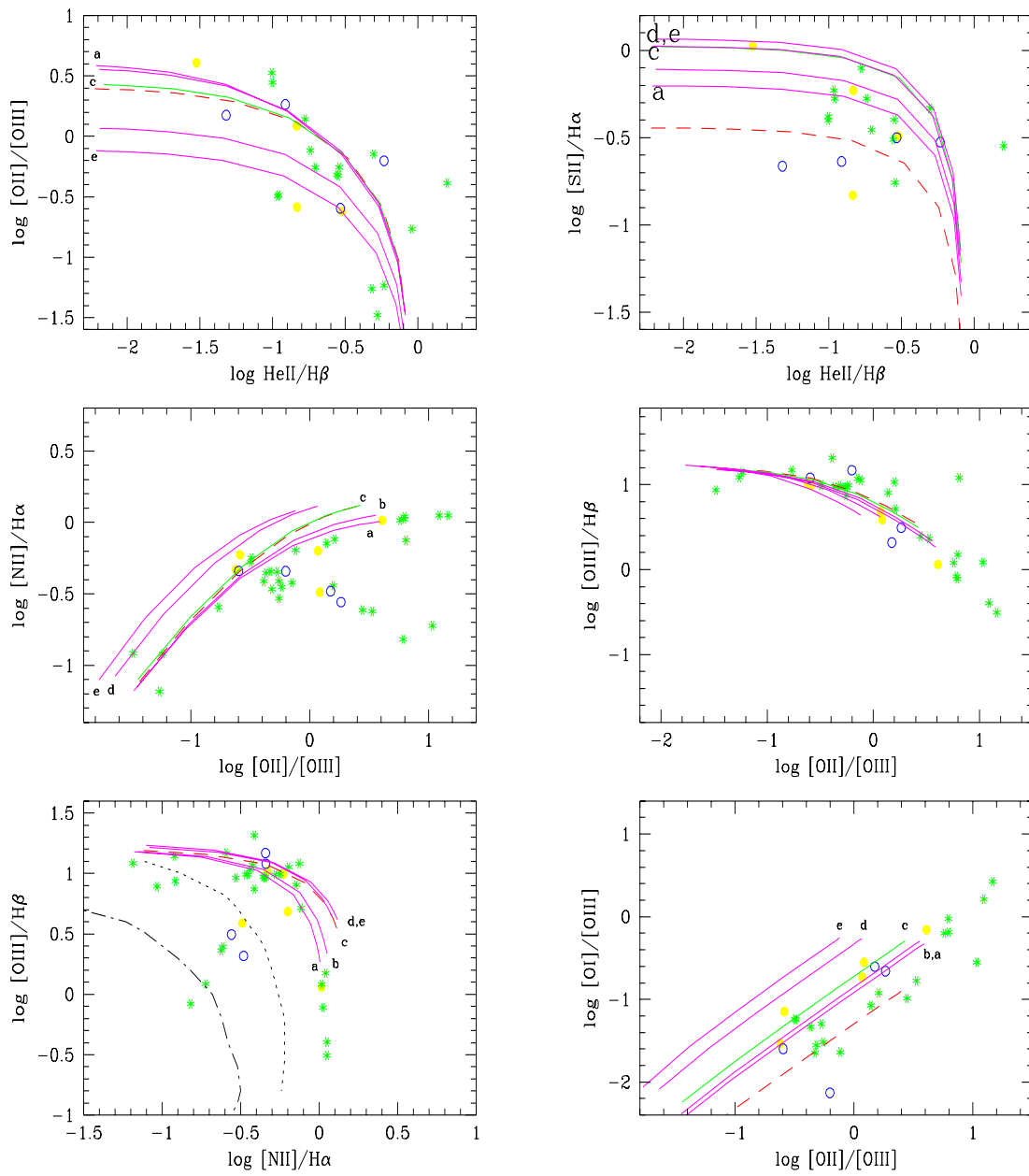


Fig. 5.7: Idem à Fig. 5.5 para Rádio-galáxias.

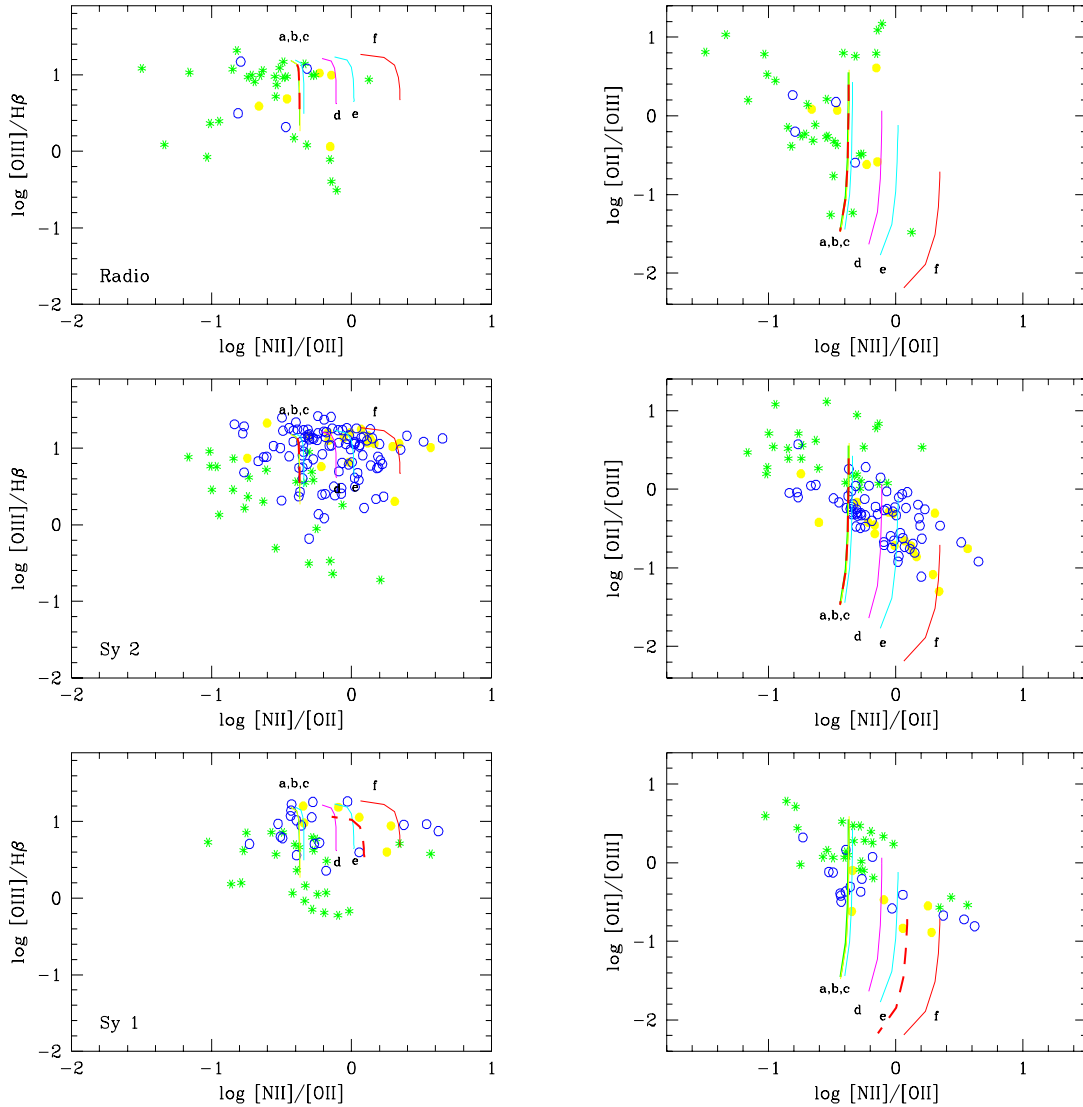


Fig. 5.8: Sequências de modelos $A_{M/I}$ para várias densidades do gás comparados às observações. Topo: Rádio-galáxias. Meio: galáxias Seyfert 2. Embaixo: galáxias Seyfert 1. Círculo preenchido: núcleo; círculo vazado: $r \leq 2$ kpc; asterisco: $r > 2$ kpc. As sequências mostram gás com densidades na componente IB iguais a 5 cm^{-3} , 50 cm^{-3} , 500 cm^{-3} , 5000 cm^{-3} e 10000 cm^{-3} e 60000 (modelos a, b, c, d, e e f, respectivamente). A linha tracejada mostra a sequência de modelos em que se deixa escapar 3% da radiação ionizante, para gás com densidade na componente IB igual à 500 cm^{-3} (galáxias Seyfert 2 e Rádio-galáxias) e 60000 cm^{-3} (galáxias Seyfert 1). Os modelos adotam SED com índice espectral igual a 1.3 e gás com metalicidade solar.

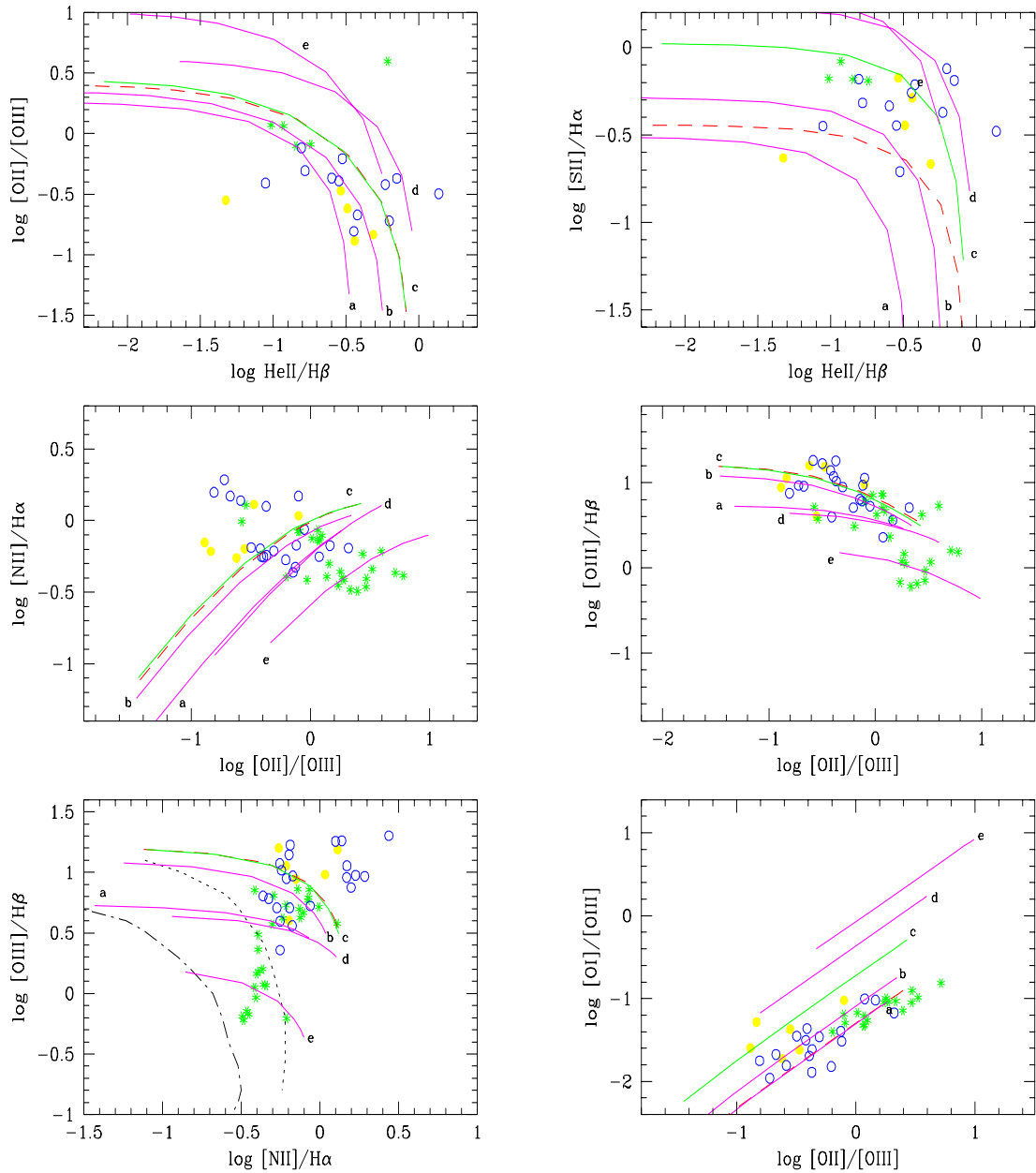


Fig. 5.9: Sequências de modelos $A_{M/I}$ para fonte ionizante com diferentes índices espectrais comparados aos dados das galáxias Seyfert 1. Círculo preenchido: núcleo; círculo vazado: $r \leq 2$ kpc; asterisco: $r > 2$ kpc. As sequências mostram SEDs com $\alpha = 2.0, 1.6, 1.3, 1.0$ e 0.7 (modelos a, b, c, d e e, respectivamente). A linha tracejada mostra a sequência de modelos em que se deixa escapar 3% da radiação ionizante, para SED com $\alpha = 1.3$. Os modelos adotam gás com densidade na componente IB igual à 500 cm^{-3} e metalicidade solar. A linha pontilhada define a fronteira entre a região ocupada por regiões H II e AGNs (obtida de Veilleux & Osterbrock 1987) enquanto a linha tracejada-ponto reproduz uma sequência de modelos de regiões H II (obtido de McCall, Rybski & Shields 1985).

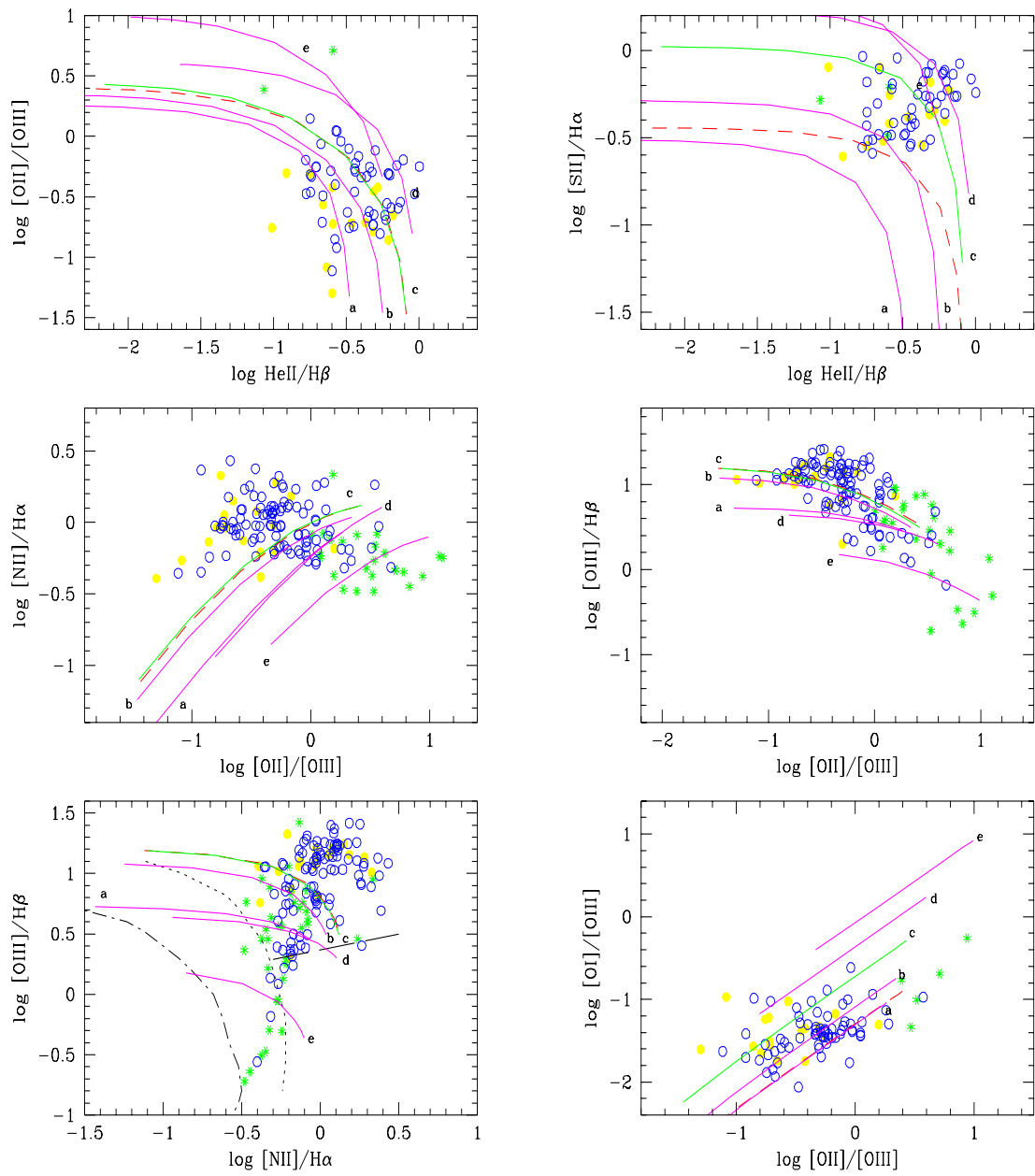


Fig. 5.10: *Idem* à Fig. 5.9 para galáxias Seyfert 2.

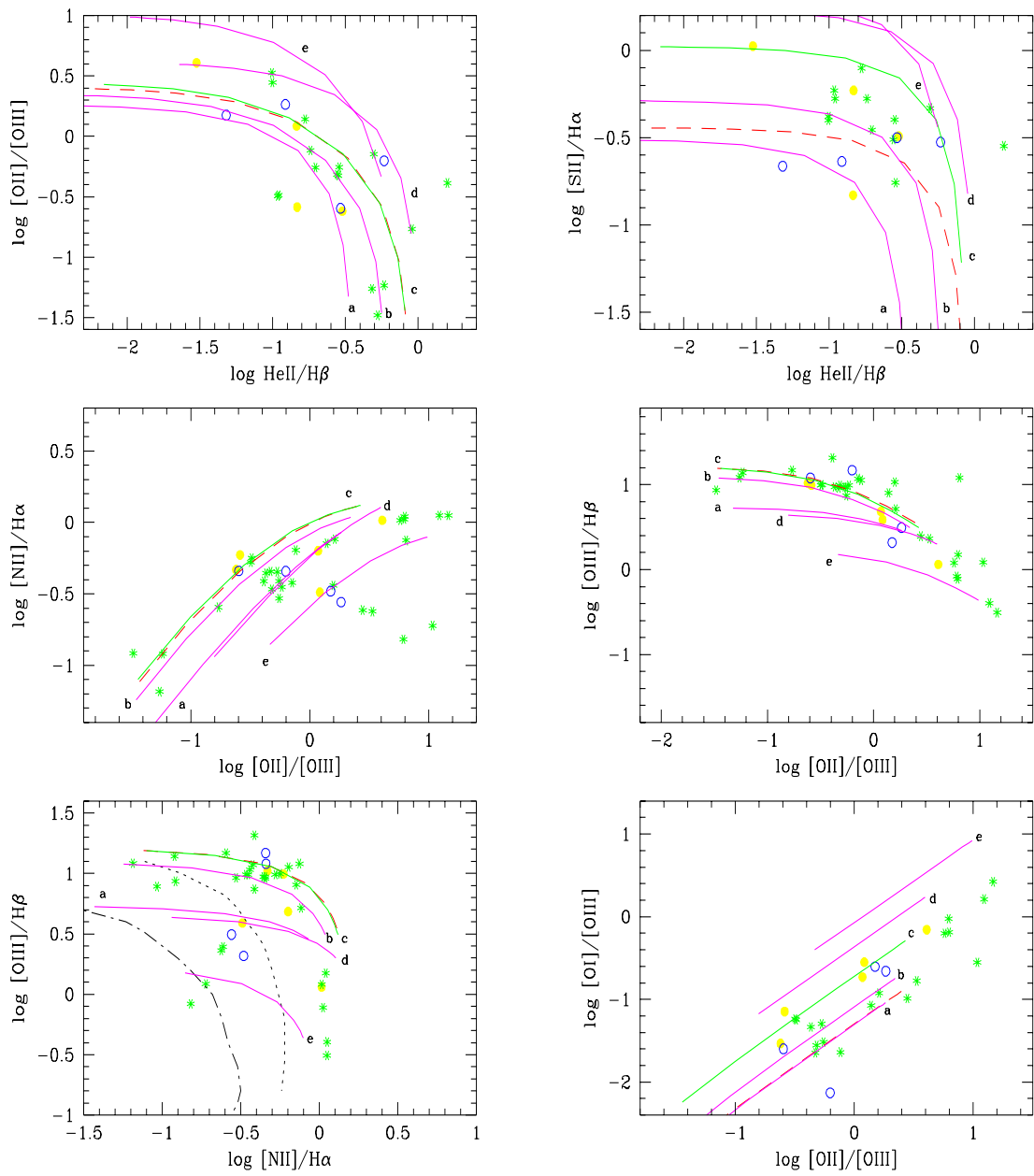


Fig. 5.11: *Idem à Fig. 5.9 para Rádio-galáxias.*

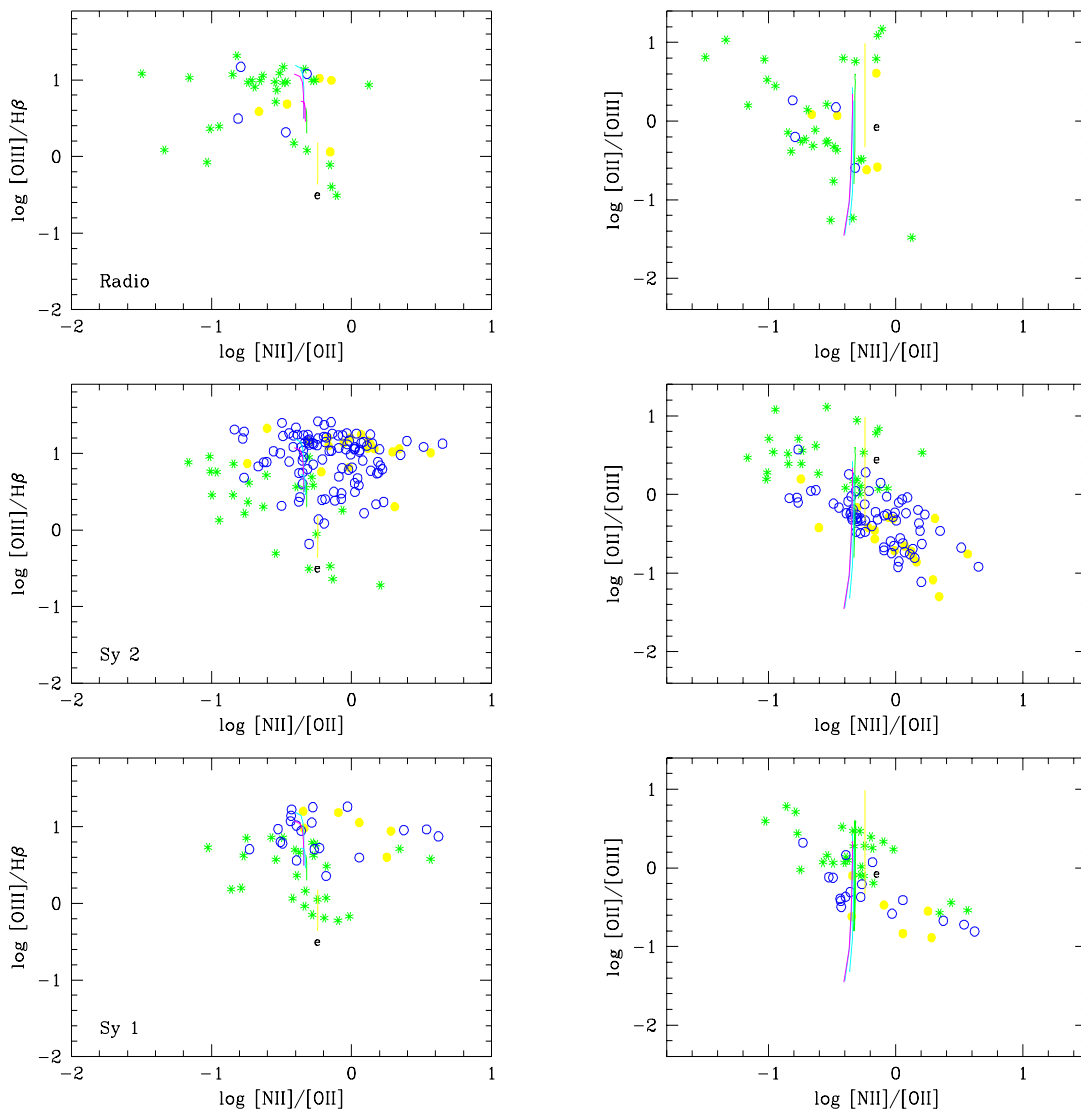


Fig. 5.12: Sequências de modelos $A_{M/I}$ para fonte ionizante com diferentes índices espectrais comparados às observações. Topo: Rádio-galáxias. Meio: galáxias Seyfert 2. Em-baixo: galáxias Seyfert 1. Círculo preenchido: núcleo; círculo vazado: $r \leq 2$ kpc; asterisco: $r > 2$ kpc. As sequências mostram SEDs com $\alpha=2.0, 1.6, 1.3, 1.0$ e 0.7 (modelos a, b, c, d e e, respectivamente). Os modelos adotam gás com densidade na componente IB igual à 500 cm^{-3} e metalicidade solar.

resultados semelhantes aos encontrados por Vila-Costas & Edmunds (1992) para galáxias com AGNs. Em Storchi-Bergmann et al. (1998) verificou-se que abundâncias derivadas através de modelos de fotoionização aplicados à NLR destes AGNs eram consistentes com as abundâncias extrapoladas a partir dos gradientes obtidos das metalicidades das regiões H II do disco.

Considerando os resultados dos trabalhos descritos acima, variamos a metalicidade do gás Z_{gas} no intervalo $0.5 Z_{\odot} \leq Z_{gas} \leq 3 Z_{\odot}$, adotando um comportamento secundário para o nitrogênio. As figuras 5.13, 5.14 e 5.15 mostram o efeito da variação de metalicidade do gás Z_{gas} .

Para melhor investigar o efeito da metalicidade, utilizamos também a razão $[NII]/[OII]$, uma vez que $[NII]$ e $[OII]$ possuem potenciais de ionização similares (14.53 eV e 13.614 eV respectivamente – Allen 1973). Esta razão foi também utilizada em estudos anteriores por Viegas & de Gouveia dal Pino (1992), Viegas & Prieto (1992) e Kewley et al. (2001).

A figura 5.16 mostra o comportamento desta razão em função de $[OIII]/H\beta$ e $[OII]/[OIII]$. O espalhamento em $[NII]/[OII]$ observado na figura pode ser reproduzido unicamente se assumimos uma metalicidade “diferencial” para o nitrogênio com respeito aos demais elementos químicos, com tendência de ser supersolar para as regiões mais próximas do núcleo (com os demais elementos apresentando metalicidade solar) e subsolar para regiões mais distantes do núcleo (com demais elementos apresentando metalicidade solar), consistente com o comportamento secundário inferido nos trabalhos acima. Com base nestes diagramas, Viegas & Gouveia dal Pino concluíram que o gás na EELR (região estendida emissora de linhas) de rádio galáxias tem abundâncias sub-solares, o que está aproximadamente de acordo com o que encontramos também para as rádio galáxias de nossa amostra, que parecem ter abundâncias em média menores que as Seyferts.

Verificamos que a variação de abundância química pode explicar o espalhamento em diagramas como $[NII]/H\alpha$ vs. $[OII]/[OIII]$ e nos valores de $[NII]/[OII]$ e, por isto, deve ser considerada no modelamento do gás emissor em AGNs, o que raramente é feito com o argumento de que o efeito de abundância química se mistura com o de excitação. Verificamos que isto não parece ser determinante para a razão $[NII]/[OII]$ assim como obtida pelos modelos de fotoionização, que pode então ser usada como um vínculo importante na determinação da metalicidade do gás.

5.2 Modelos de Choques

Alguns autores sugerem que o mecanismo de choques pode contribuir na determinação da excitação do gás. Estes modelos de choques para AGNs têm considerado vários cenários para o modo como a ocorrência destes choques pode contribuir à excitação do gás.

Modelos de choques em arco (*bow-shock models*) desenvolvidos por Taylor, Dyson & Axon (1992) consideram que o mecanismo de excitação é a fotoionização, com os choques servindo simplesmente para comprimir o gás, o qual é iluminado pelo contínuo ionizante proveniente do núcleo. Este cenário descreve bem a excitação e a morfologia do gás na região central da galáxia Seyfert 2 Mrk573 (Ferruit et al. 1999).

Além dos modelos de choque em arco, modelos híbridos envolvendo choques com alta velocidade e um campo de radiação imposto externamente (originado na fonte central) têm sido discutidos também em uma série de trabalhos (e.g. Contini & Aldrovandi 1983, Viegas-Aldrovandi & Contini 1989).

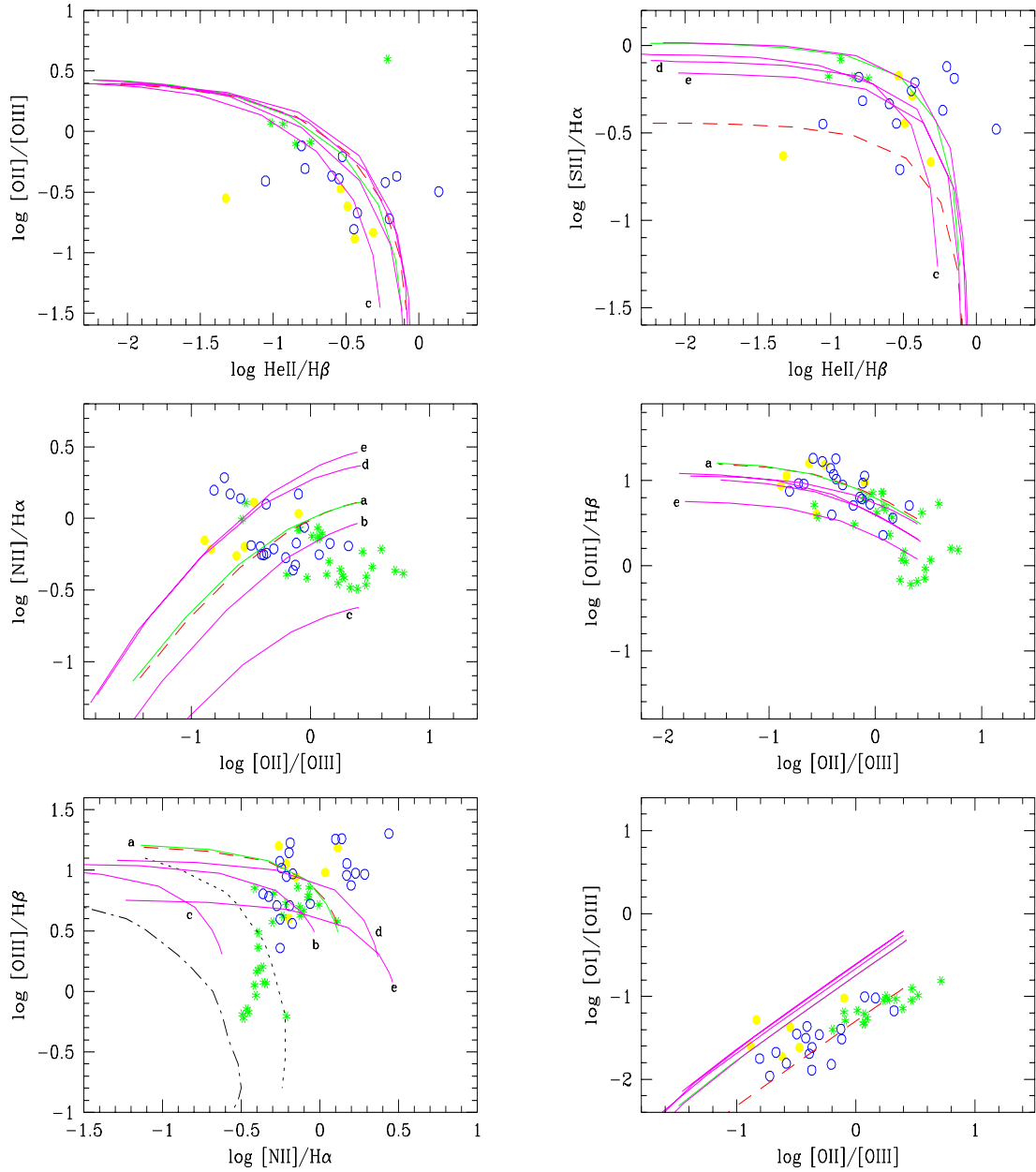


Fig. 5.13: Sequências de modelos $A_{M/I}$ para gás com diferentes metalicidades comparados aos dados de galáxias Seyfert 1. Círculo preenchido: núcleo; círculo vazado: $r \leq 2$ kpc; asterisco: $r > 2$ kpc. As sequências mostram gás com metalicidade solar, $0.50 Z_{\odot}$ ($Z_N=0.50 Z_{\odot}$), $0.50 Z_{\odot}$ ($Z_N=0.32 Z_{\odot}$), $2 Z_{\odot}$ ($Z_N = 3.62 Z_{\odot}$) e $3 Z_{\odot}$ ($Z_N = 7.90 Z_{\odot}$) – modelos a, b, c, d e e, respectivamente. A linha tracejada mostra a sequência de modelos em que se deixa escapar 3% da radiação ionizante, para gás com metalicidade solar. Os modelos adotam gás com densidade na componente IB igual à 500 cm^{-3} e índice espectral da SED igual a 1.3. A linha pontilhada define a fronteira entre a região ocupada por regiões HII e AGNs (obtida de Veilleux & Osterbrock 1987) enquanto a linha tracejada-ponto reproduz uma sequência de modelos de regiões HII (obtido de McCall, Rybski & Shields 1985).

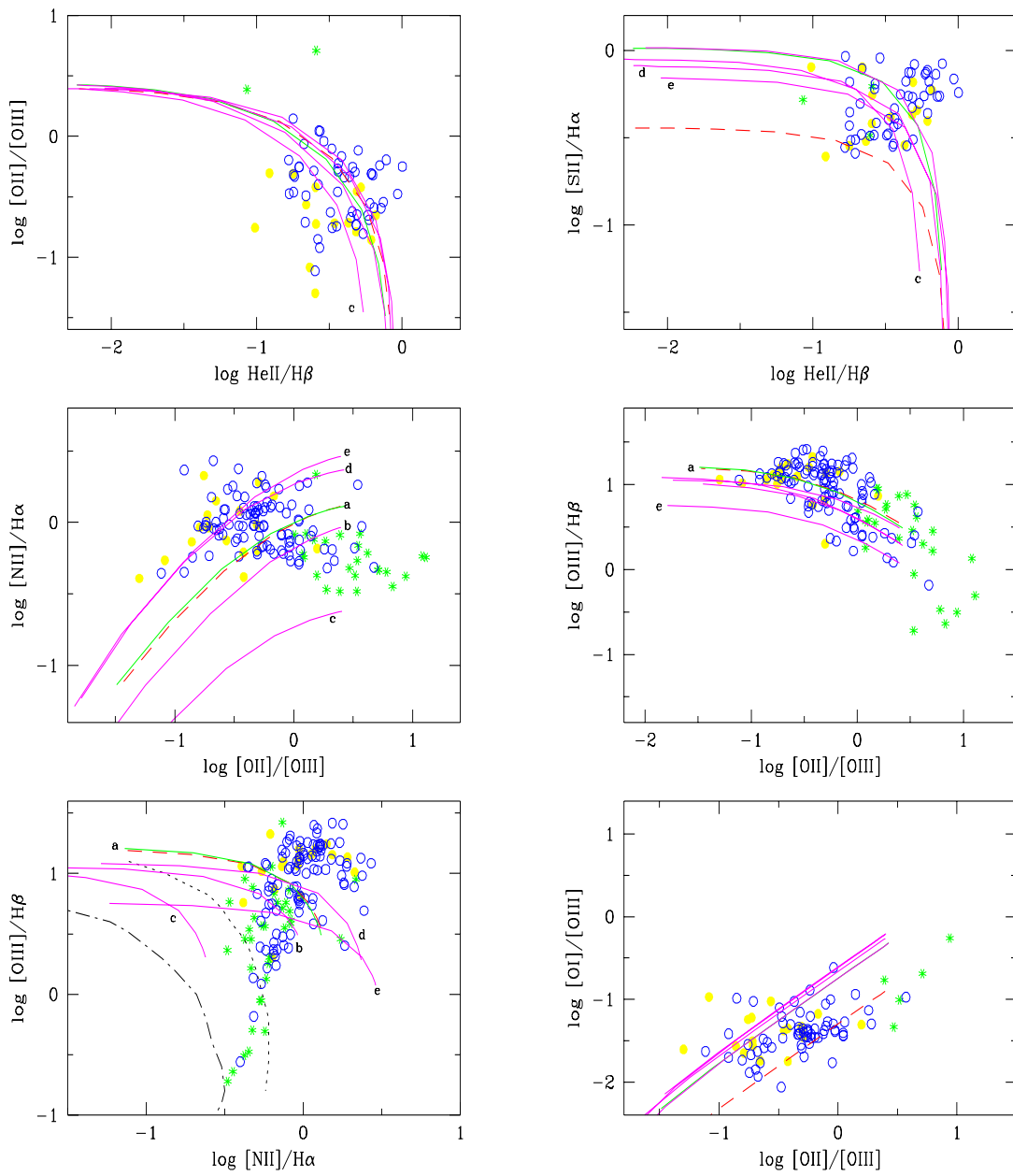


Fig. 5.14: Idem à Fig. 5.13 para galáxias Seyfert 2.

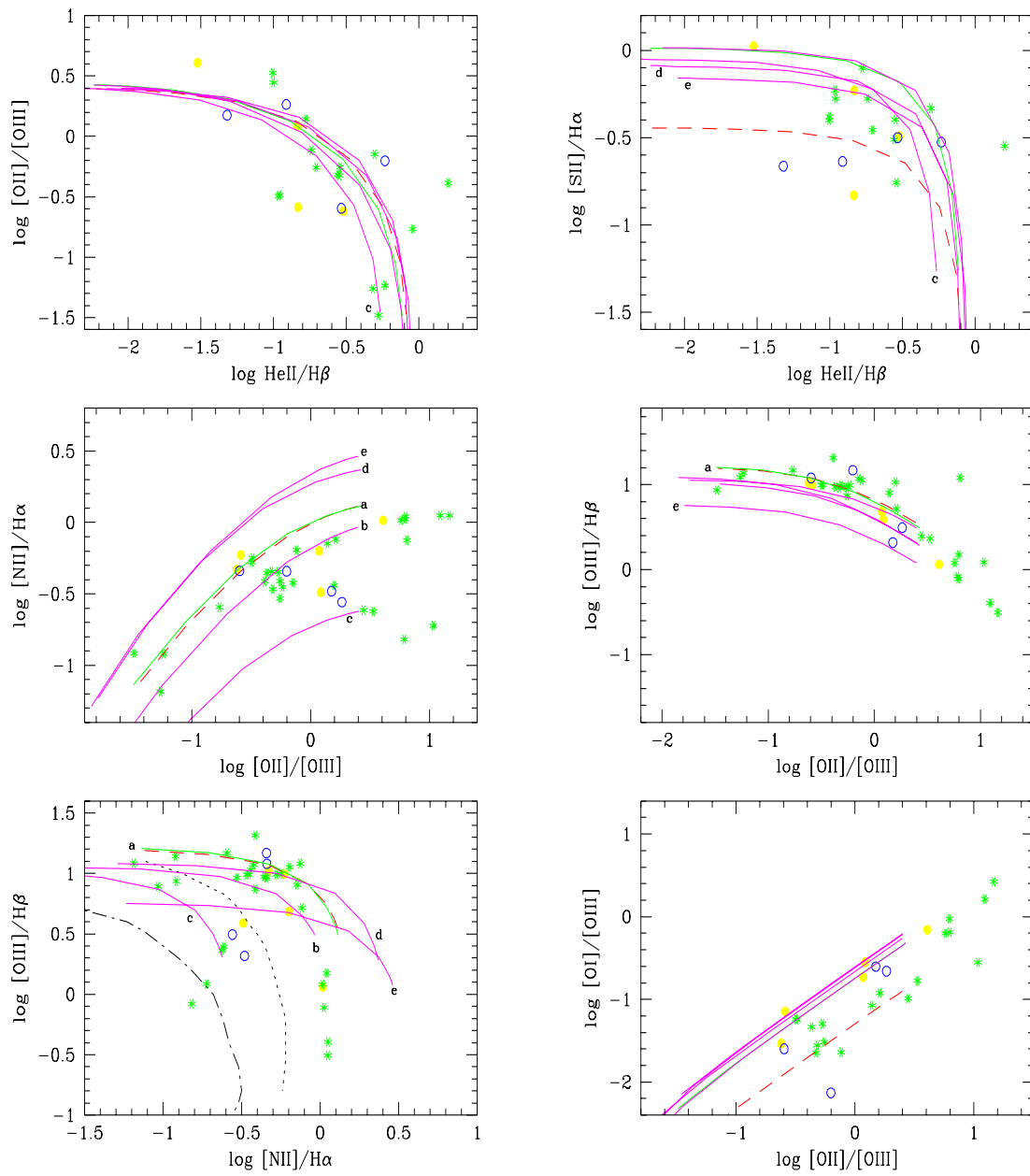


Fig. 5.15: Idem à Fig. 5.13 para Rádio-galáxias.

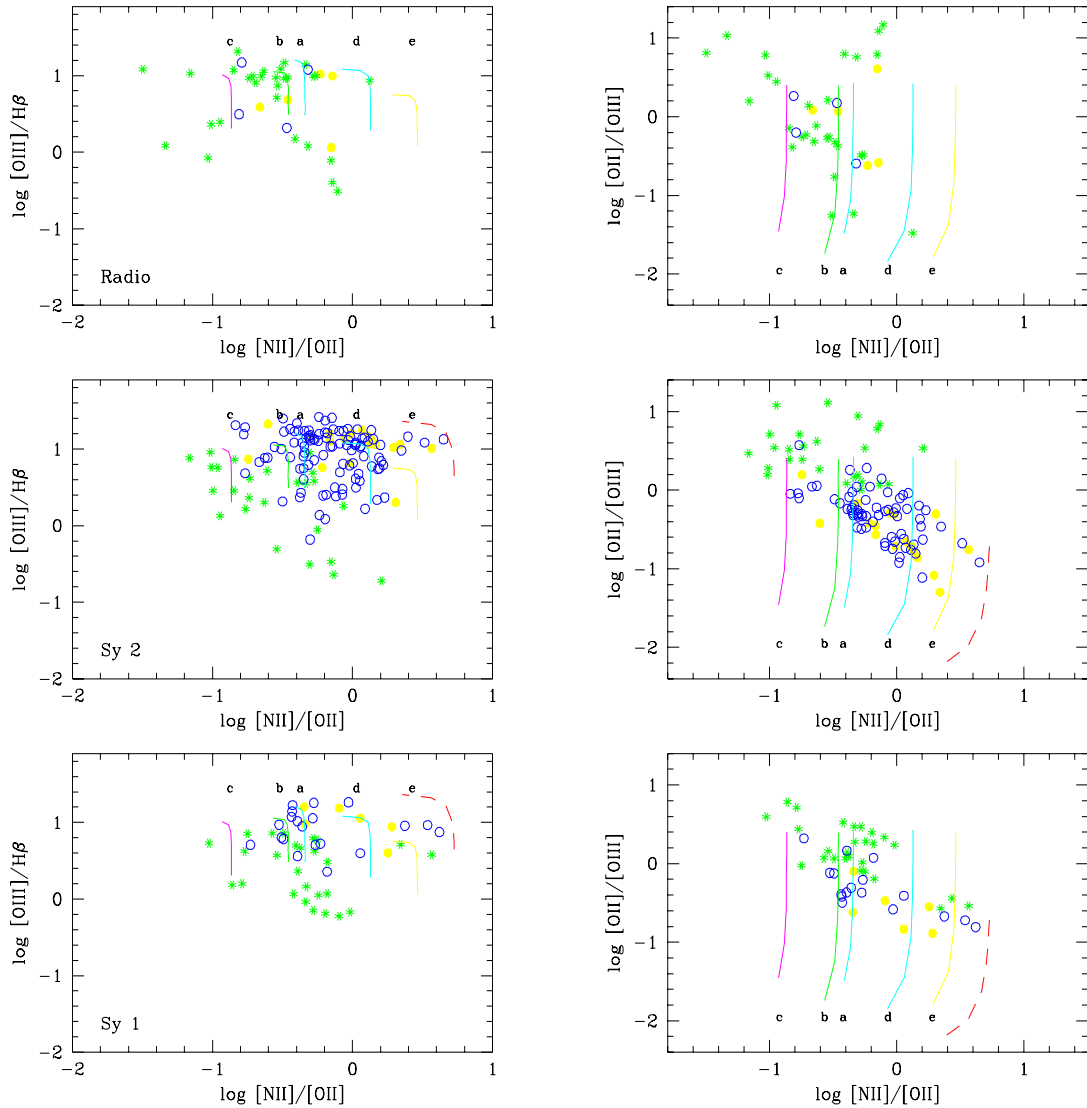


Fig. 5.16: $[NII]/[OII]$ como indicador da metalicidade do gás. As seqüências mostram gás com metalicidade solar Z_{\odot} , $0.50 Z_{\odot}$ ($Z_N = 0.50 Z_{\odot}$), $0.50 Z_{\odot}$ ($Z_N = 0.32 Z_{\odot}$), $2 Z_{\odot}$ ($Z_N = 3.62 Z_{\odot}$) e $3 Z_{\odot}$ ($Z_N = 7.90 Z_{\odot}$) – modelos a, b, c, d e e, respectivamente. Os modelos adotam gás com densidade igual à 500 cm^{-3} e índice espectral da SED igual a 1.3. A linha tracejada mostra a seqüência de modelos com densidade nas componente IB igual a 60000 cm^{-3} e gás com metalicidade $2 Z_{\odot}$ ($Z_N = 3.62 Z_{\odot}$). Topo: Rádio-galáxias. Meio: galáxias Seyfert 2. Embaixo: galáxias Seyfert 1. Círculo preenchido: núcleo; círculo vazado: $r \leq 2 \text{ kpc}$; asterisco: $r > 2 \text{ kpc}$.

Alternativamente, uma série de trabalhos realizados por Dopita, Sutherland e colaboradores (1995, 1996, Allen et al. 1999) têm proposto o mecanismo de choques autoionizantes como uma alternativa para o paradigma da fotoionização como mecanismo dominante na produção das linhas de emissão da NLR e ENLR. Estes modelos de choques autoionizantes consistem de grades de modelos parametrizados pela velocidade do choque e pelo parâmetro magnético $B/n^{1/2}$. A velocidade do choque controla a forma do espectro ionizante produzido pelo choque, enquanto que o parâmetro magnético controla o parâmetro de ionização efetivo na zona de choque onde ocorre a emissão das linhas de recombinação óticas.

Estes modelos de choques autoionizantes (daqui em diante denominados simplesmente como modelos de choques) teriam a energia requerida para a produção das linhas em choques de alta velocidade ($v > 150 \text{ km s}^{-1}$), gerando um intenso campo de radiação UV na zona de alta temperatura da região de resfriamento, atrás da “frente” de choque. Para velocidades de choque maiores que 175 km s^{-1} este “reservatório” de fótons UV seria então responsável pela fotoionização do gás na “frente” do choque, região esta chamada de precursor, o qual emite um espectro como o observado nas NLRs. A forma da distribuição de energia assumida por este campo de radiação UV seria regulada pela velocidade do choque. Tais modelos de choques + precursor propostos por Dopita et al. se contrapõem aos modelos de choques “puros” pela ausência, nestes últimos, de um mecanismo adicional ao de choques (fotoionização, no caso do precursor).

As figuras 5.17, 5.18 e 5.19 mostram a região ocupada nos diagramas diagnósticos pelos modelos de choques “puros” (linha contínua) e de choques + precursor (linha tracejada) – com previsões dos modelos obtidos de Dopita & Sutherland (1996) e Allen et al. (1999).

De fato, a inserção de uma componente fotoionizada nos modelos de choques reproduz melhor os dados observacionais, com exceção de razões como $[\text{OI}]/[\text{OIII}]$ e $\text{HeII}/\text{H}\beta$. Observamos uma fraca tendência de que as regiões mais distantes do AGN ($r > 2 \text{ kpc}$) fiquem mais próximas das regiões preditas pelos modelos de choques “puros” em alguns diagramas diagnóstico.

Recentemente, Evans et al. (1999) analisaram regiões brilhantes emissoras de linhas próximas à fonte central ($\sim 120 \text{ pc}$) utilizando dados do HST (UV/ótico) e de telescópios terrestres. Os objetos selecionados possuem cones de ionização, emissão em rádio e em raios-X mole além de evidência de ejeção de matéria do núcleo e ventos – o que pode sugerir que choques podem estar associados com o gás emissor de linhas. O espectro UV fornece um poderoso discriminador entre os modelos de fotoionização e os modelos de choque + precursor. A análise dos espectros obtidos no UV e no ótico entretanto não apresenta uma assinatura não-ambígua da presença do mecanismo de choques e choques + precursor à excitação. Evans et al. (1999) concluem então que os resultados sugerem que a “injeção” de energia mecânica não desempenha um papel dominante na excitação dos objetos com jatos “fracos” observados em rádio.

5.3 Regiões H II e modelos compostos

Verificamos que os modelos descritos até agora não foram capazes de reproduzir toda a dispersão dos pontos observacionais nos diagramas diagnóstico. Como observamos regiões de linhas de emissão distantes do núcleo, a contribuição de regiões H II (R_{HII}) ao espectro integrado pode ser importante. Geramos então um modelo de regiões H II correspondente a uma nuvem de gás com densidade média de partículas de 50 cm^{-3} fotoionizada por um espectro tipo corpo-negro com temperatura de $35\,000 \text{ K}$. Este modelo é representado por uma estrela nas figuras 5.20, 5.21 e

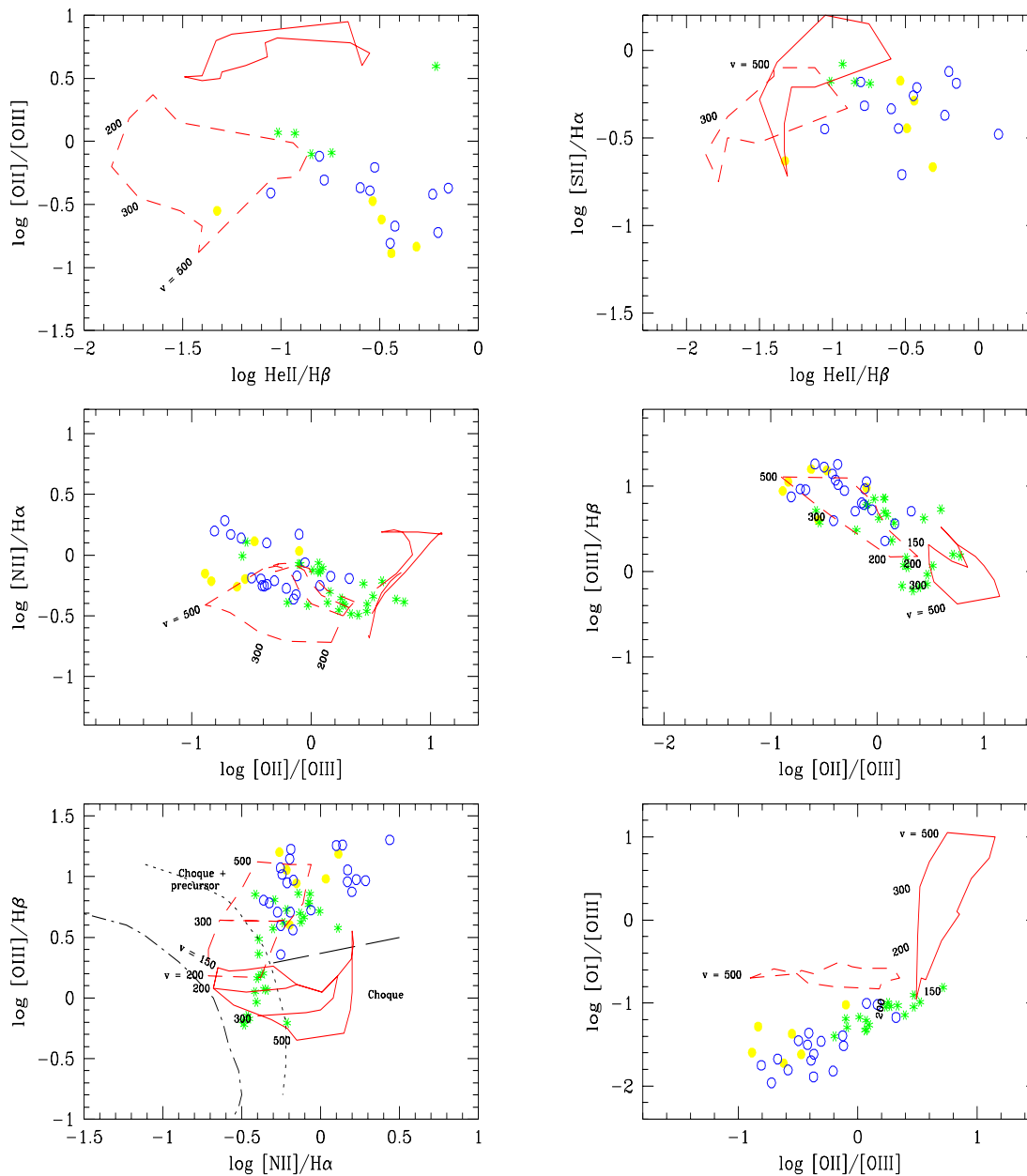


Fig. 5.17: Modelos de choques (linha contínua) e choques + precursor (linha tracejada) desenvolvidos por Dopita & Sutherland (1996a) comparados aos dados de galáxias Seyfert 1. Círculo preenchido: núcleo; círculo vazado: $r \leq 2 kpc$; asterisco: $r > 2 kpc$. O números ao longo dos modelos indicam a velocidade do choque em $km s^{-1}$. A linha pontilhada define a fronteira entre a região ocupada por regiões HII e AGNs (obtida de Veilleux & Osterbrock 1987) enquanto a linha tracejada-ponto reproduz uma seqüência de modelos de regiões HII (obtido de McCall, Rybski & Shields 1985).

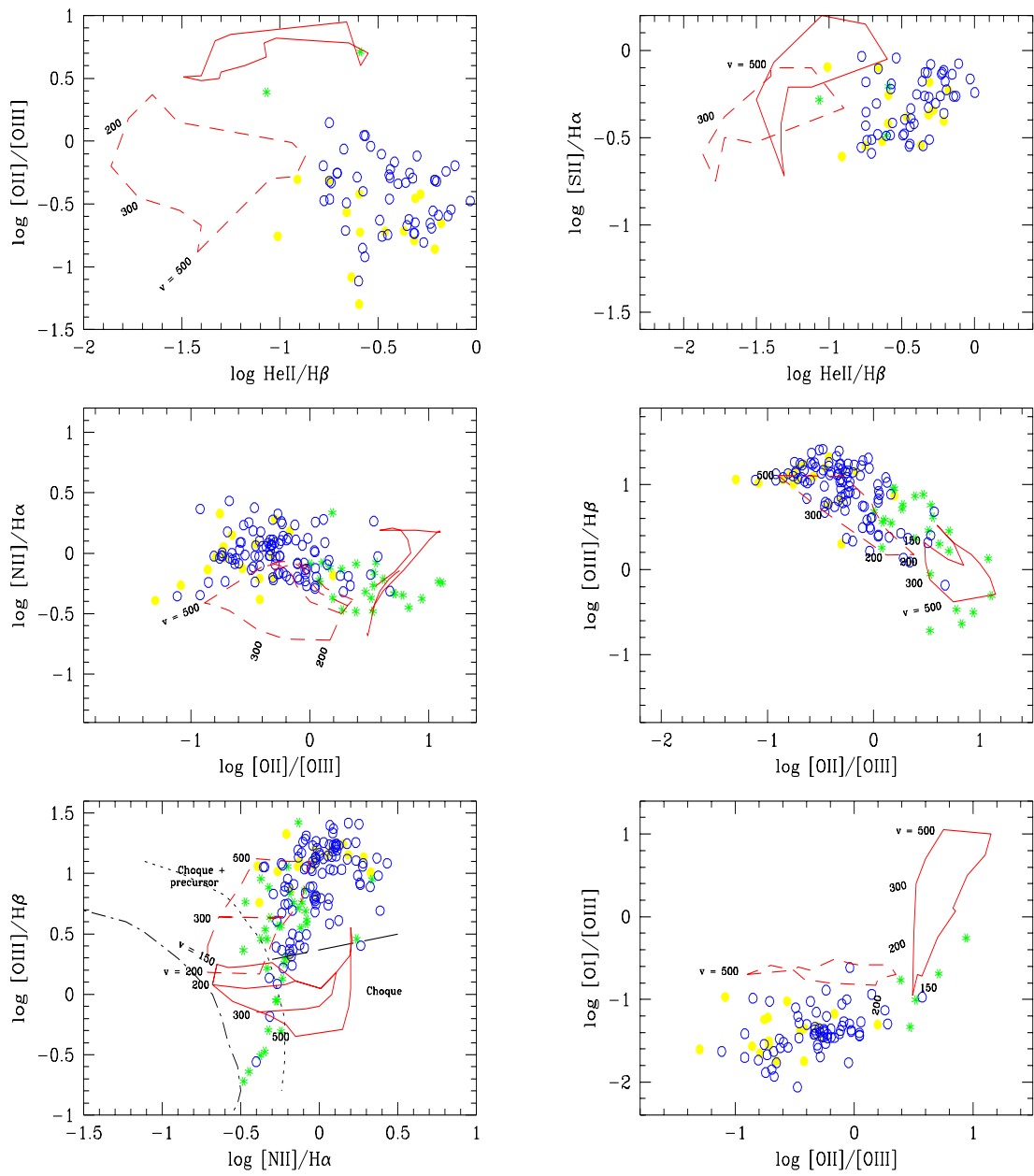


Fig. 5.18: Idem à Fig. 5.17 para galáxias Seyfert 2.

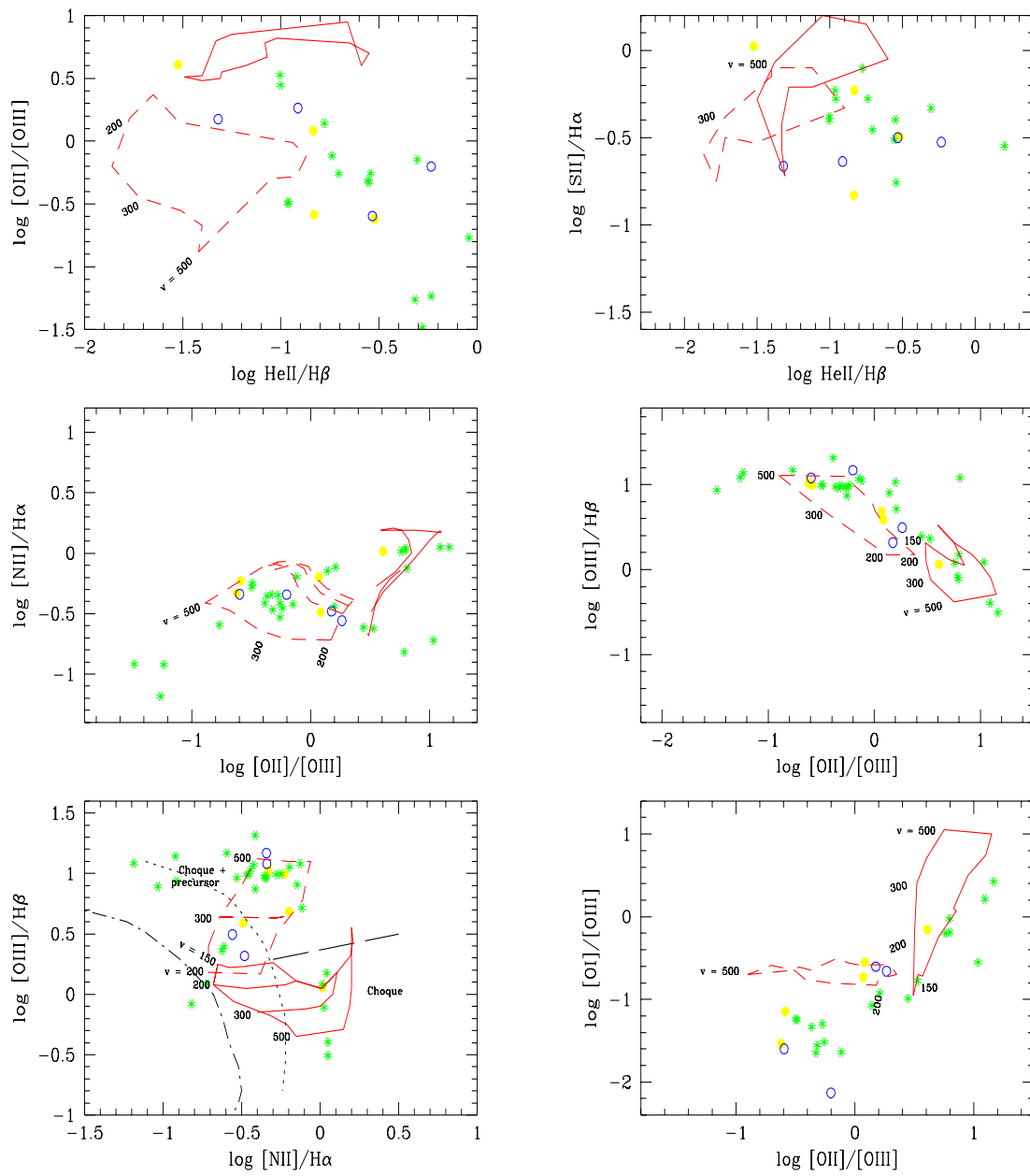


Fig. 5.19: Idem à Fig. 5.17 para Rádio-galáxias.

5.22.

A distribuição dos pontos observacionais sobre os diagramas diagnósticos, bem como sua comparação com sequências de modelos de U, $A_{M/I}$ e o modelo de região H II, nos sugere que os pontos seguem uma trajetória correspondente a uma mistura AGN + R_{HII} . Combinamos então as sequências $A_{M/I}$ com o modelo de região H II descrito acima em diferentes proporções (0%, 10%, 30%, 50%, 70%, 90% e 100% de contribuição de R_{HII}). Verificamos que a distribuição das observações sobre os diagramas é bem reproduzida pelos modelos “compostos”, permitindo inclusive uma variação das propriedades da R_{HII} ao longo da sequência representada pela linha tracejada-ponto nas figuras 5.20, 5.21 e 5.22.

Verificamos que a contribuição das regiões H II ao espectro composto aumenta sistematicamente à medida que nos afastamos dos núcleos das galáxias. Concluimos que, em média, a contribuição de regiões H II ao espectro composto é menor que $\sim 50\%$ para regiões mais internas que 2 kpc do núcleo crescendo para valores próximos de 100% mais externamente.

Com o objetivo de verificar se os modelos compostos podem reproduzir o espalhamento observado em $[NII]/[OII]$, ilustramos estes modelos na Fig. 5.23. Verificamos que modelos compostos com abundância fixa não reproduzem este espalhamento. Somente uma variação em metalicidade pode reproduzi-lo. Isto fica confirmado pelo valor de $[NII]/[OII]$ de um modelo composto em que tanto a R_{HII} como o gás ionizado pelo AGN têm metalicidade 0.5 solar, com $[N/O] = 0.32 [N/O]_{\odot}$, também mostrado na figura. Verifica-se também que a maioria dos pontos observacionais se encontra entre estas duas sequências. Os modelos compostos são necessários entretanto para reproduzir as outras razões de linha, principalmente $[OII]/[OIII]$, que aumenta para os pontos mais distantes do núcleo, onde a contribuição das regiões H II é maior.

5.4 Avaliação geral dos modelos

Modelos de fotoionização de componente única, reproduzem a maior parte das razões de linha observadas, mas falham em reproduzir os diagramas que envolvem a razão $HeII/H\beta$, bem reproduzidas pelos modelos $A_{M/I}$.

Verificamos que os modelos de fotoionização requerem que as nuvens de gás não sejam opticamente espessas, ainda que deixem de absorver uma fração muito pequena da radiação ionizante incidente ($\sim 3\%$) – isto é válido tanto para modelos de fotoionização de componente única como os de $A_{M/I}$. Esta não-absorção é necessária para reproduzir a intensidade das linhas de muito baixa excitação, como o [OI], com relação às de mais alta excitação, como o [OIII].

Variações do índice espectral α permitem uma melhor concordância entre os modelos e as observações. Estas variações tanto podem refletir um intervalo de α característico dos AGNs como a necessidade da inclusão de uma componente adicional ao espectro ionizante tipo lei de potência adotado em nossos modelos. Alternativamente, pode refletir ainda a soma destas duas possibilidades. A partir de nossos dados não podemos seguramente definir qual das duas hipóteses é a que mais se aproxima da realidade.

A metalicidade global de todos os elementos varia no intervalo $[0.5\odot, 3\odot]$. Além disto, verifica-se que o gás nuclear em geral apresenta nitrogênio supersolar, enquanto que o gás mais externo é menos metálico apresentando nitrogênio subsolar. Este gradiente de metalicidade é consistente com a natureza secundária do nitrogênio observada em galáxias normais (Vila-Costas & Edmunds 1992, 1993) e em galáxias Seyfert (Storchi-Bergmann et al. 1996, 1998). Concluimos

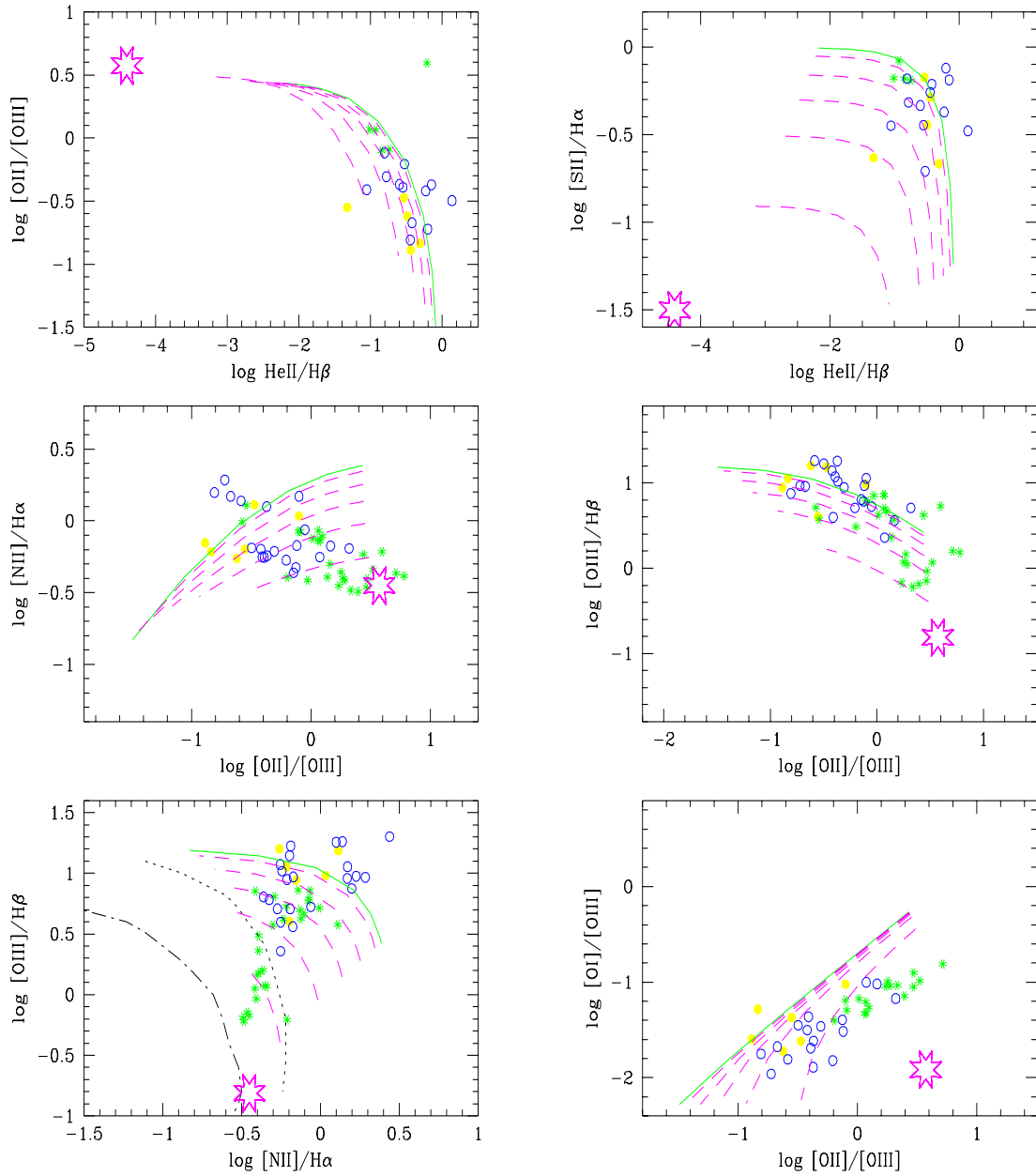


Fig. 5.20: *Mistura $A_{M/I}$ - R_{HII} comparados aos dados de galáxias Seyfert 1. Círculo preenchido: núcleo; círculo vazado: $r \leq 2 \text{ kpc}$; asterisco: $r > 2 \text{ kpc}$. Sequência $A_{M/I}$ pura representada como linha contínua com contribuições crescentes de R_{HII} de 10%, 30%, 50%, 70%, 90% (linhas tracejadas) até espectro R_{HII} puro (estrela vazada; ver texto para parâmetros adotados). A linha pontilhada define a fronteira entre a região ocupada por regiões HII e AGNs (obtida de Veilleux & Osterbrock 1987) enquanto a linha tracejada-ponto reproduz uma sequência de modelos de regiões HII (obtido de McCall, Rybski & Shields 1985).*

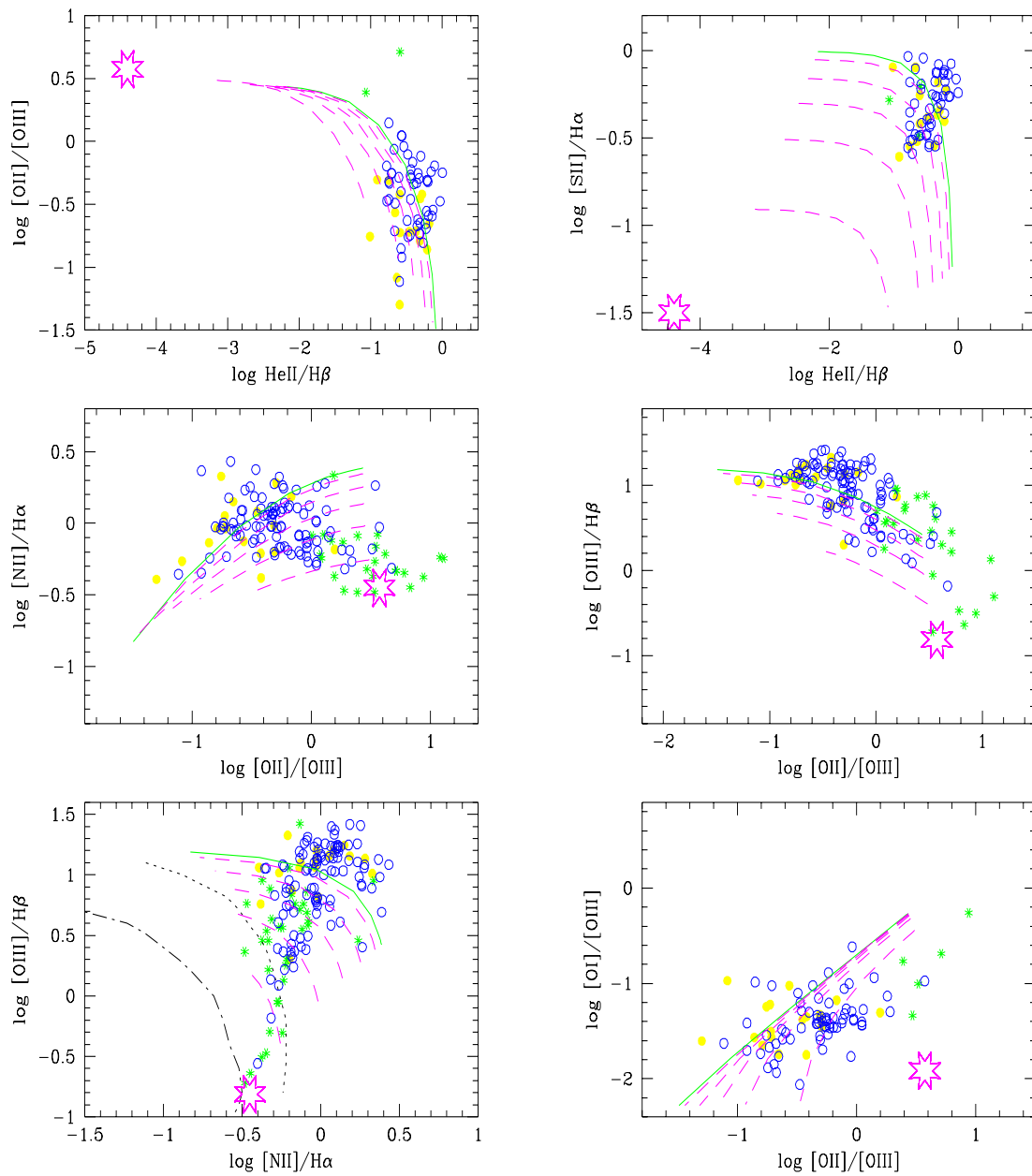


Fig. 5.21: Idem à Fig. 5.20 para galáxias Seyfert 2.

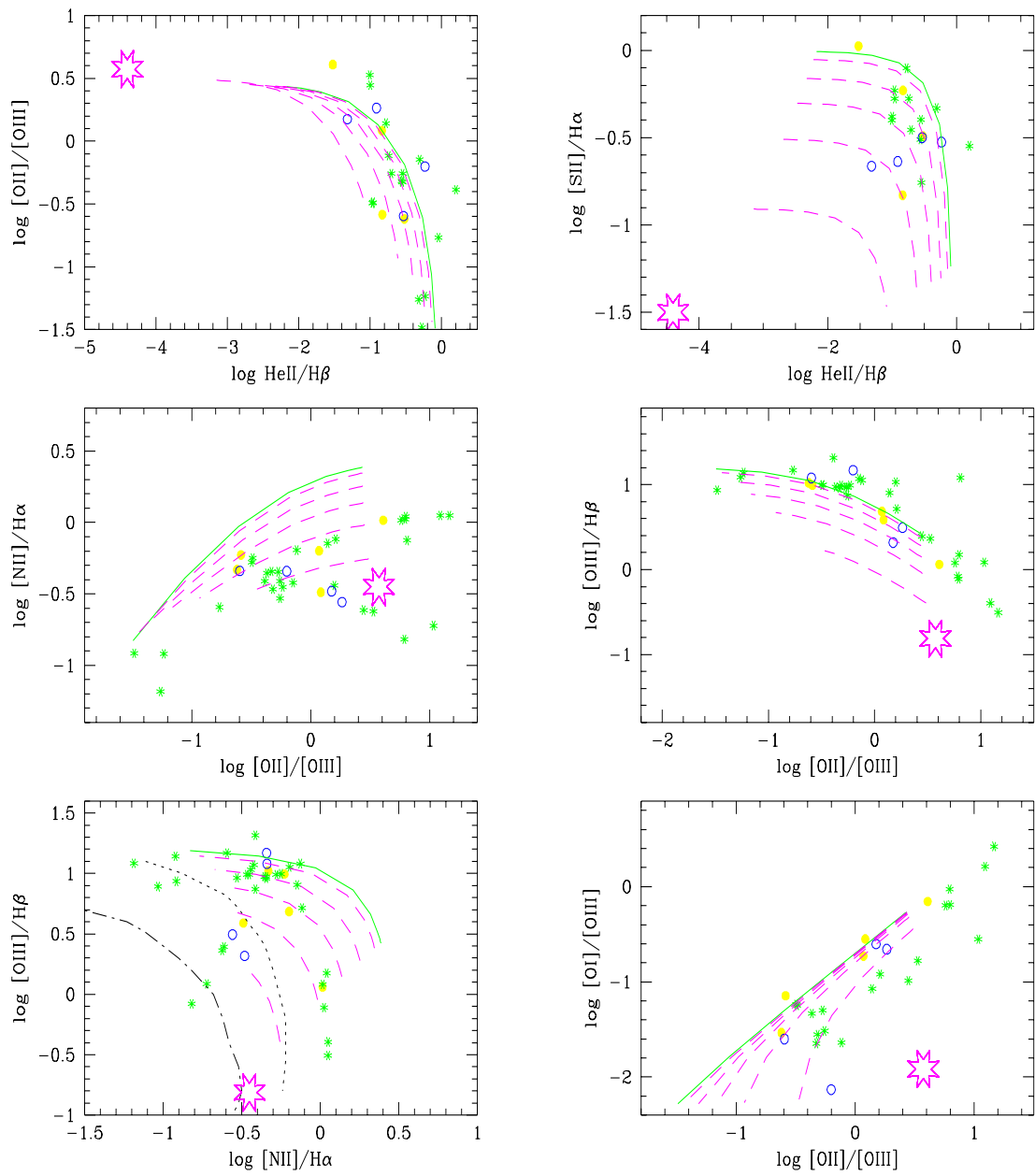


Fig. 5.22: Idem à Fig. 5.20 para Rádio-galáxias.

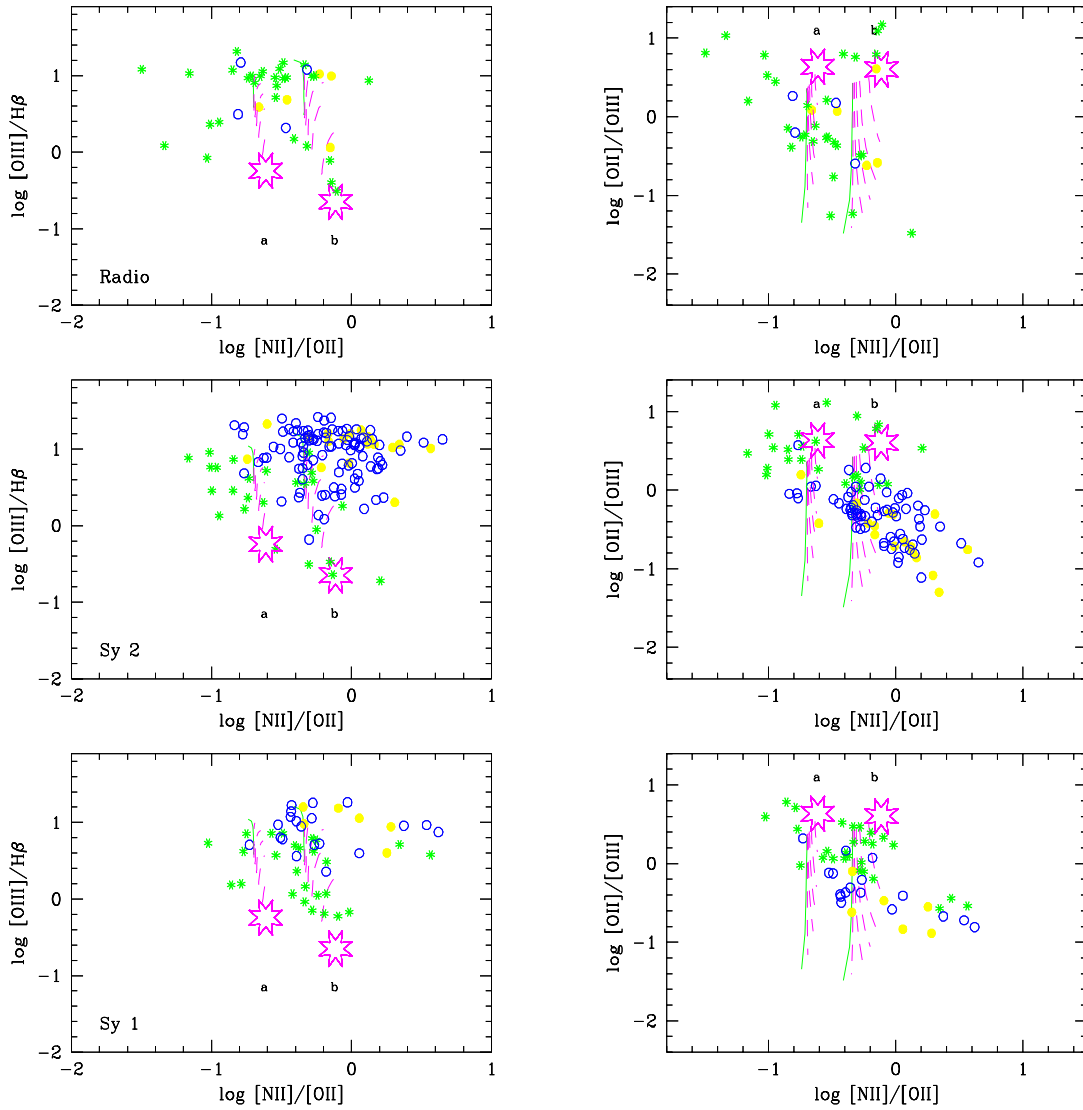


Fig. 5.23: $[NII]/[OII]$ como indicador de metalicidade do gás. Linhas contínuas representam seqüências $A_{M/I}$ que adotam gás com densidade na componente IB igual à 500 cm^{-3} e SED com índice espectral $\alpha = 1.3$. A estrela vazada representa regiões H II. Linhas tracejadas representam previsões dos modelos compostos. Modelo a corresponde a gás com metalicidade 0.5 vezes a solar ($[N/H] = 0.32 [N/H]_{\odot}$) enquanto que modelo b corresponde à gás com metalicidade solar. Topo: Rádio-galáxias. Meio: galáxias Seyfert 2. Embaixo: galáxias Seyfert 1. Círculo preenchido: núcleo; círculo vazado: $r \leq 2 \text{ kpc}$; asterisco: $r > 2 \text{ kpc}$.

que é necessário considerar a presença de variações de metalicidade do gás para reproduzir o intervalo observado da razão $[\text{NII}]/[\text{OII}]$, o que está de acordo com o que encontramos em Fraquelli et al. (2000) para a galáxia Seyfert 2 ESO 362-G8.

De uma maneira geral, verificamos que os modelos de fotoionização reproduzem melhor as observações do que os modelos de choques e choque + precursor nos diagramas que envolvem as linhas do HeII e [OI].

Finalmente, verificamos que à medida que nos afastamos dos núcleos das galáxias, os valores das razões de linhas tendem a ser intermediários entre os de AGN e de regiões H II, e só podemos reproduzi-los considerando uma mistura de gás ionizado pelo AGN e por regiões H II. A inclusão de uma contribuição de regiões H II ao mecanismo de choques não modifica a dificuldade deste último em dar conta das razões de linha envolvendo o HeII e o [OI].

Capítulo 6

A fonte central

Até este momento, investigamos propriedades relacionadas à componente ionizada do ISM observado nas galáxias hospedeiras dos AGNs amostrados. Mediante a formulação de algumas hipóteses, podemos inferir também algumas propriedades relacionadas a fonte ionizante do gás emissor.

6.1 Luminosidade ionizante

No equilíbrio de fotoionização a taxa de recombinações do hidrogênio deve ser igual à taxa de fótons ionizantes. Neste caso, o número de fótons ionizantes por unidade de tempo, Q , interceptados em cada janela de extração é relacionado à luminosidade $H\beta$ ($L_{H\beta}$) observada nesta através da expressão (Osterbrock 1989)

$$Q = \frac{L_{H\beta} \alpha_B}{\alpha_{H\beta}^{\text{eff}} h \nu_{H\beta}} \quad (6.1)$$

onde α_B é o coeficiente de recombinação do hidrogênio no caso B e $\alpha_{H\beta}^{\text{eff}}$ é o coeficiente efetivo para a linha do $H\beta$. Esta equação é aplicada à cada janela de extração, e a Tabela 6.1 lista o valor correspondente à extração nuclear Q_{nuc} o qual consideramos como correspondendo à NLR não resolvida, bem como o somatório dos valores derivados de Q para a NLR e as regiões extranucleares Q_{sum} (NLR + ENLR). Estes valores não levam em consideração a diluição geométrica, correspondendo à taxa de fótons ionizantes interceptados em cada janela.

Para determinar a taxa de fótons ionizantes **emitidos** pela fonte central, temos que levar em conta a diluição geométrica da radiação ionizante. Para isto, consideramos que cada janela de extração está a uma distância média r do núcleo. Para uma fonte central que irradia uma taxa de fótons ionizantes Q_{AGN} , o número de fótons ionizantes que cruza um elemento de área por unidade de tempo a uma distância r da fonte é $Q_{\text{AGN}}/4\pi r^2$. A taxa de fótons ionizantes interceptada pelo gás em cada janela depende da fração desta área que contém gás. Denominamos esta fração de fator de cobertura C da janela (ainda que a definição usual de fator de cobertura seja a razão entre o ângulo sólido da nuvem de gás e 4π). Então, se a janela tem um fator de cobertura C , a taxa de fótons ionizantes por unidade de área interceptada pelo gás em cada janela é

$$Q(r) = C(r) \frac{Q_{\text{AGN}}}{4\pi r^2} \quad (6.2)$$

O valor de Q_{AGN} pode ser então obtido combinando as equações 6.1 and 6.2 para cada janela

$$Q_{\text{AGN}} = \frac{Q(r)}{C(r)} 4\pi r^2 = \frac{4\pi r^2 L_{\text{H}\beta}^{\text{sup}}(r)}{C(r)} \frac{\alpha_B}{\alpha_{\text{H}\beta}^{\text{eff}} h \nu_{\text{H}\beta}} \quad (6.3)$$

onde para obter a taxa de fótons ionizantes $Q(r)$ por unidade de área precisamos usar $L_{\text{H}\beta}^{\text{sup}}$, que é a luminosidade $\text{H}\beta$ por unidade de área perpendicular à fonte (A_p).

De modo a poder calcular $L_{\text{H}\beta}^{\text{sup}} = L_{\text{H}\beta}/A_p$, adotamos duas geometrias diferentes para as janelas: 1) uma geometria do tipo caixa, onde a profundidade ao longo da linha de visada é igual à extensão da janela no plano do céu; 2) uma geometria cônica tal que $A_p = 2lr \tan(\theta)$ (como usado em Fraquelli et al. 2000), onde l corresponde à largura da fenda longa utilizada na espectroscopia ($2''$), r corresponde à distância entre o centro da janela e a fonte central (presumida estar no centro da janela nuclear) e θ é a metade do ângulo de abertura do cone de ionização. Em nossos cálculos adotamos $\theta = 30^\circ$ como representativo dos ângulos de abertura observados em cones de ionização em galáxias Seyfert 2 (Mulchaey, Wilson & Tsvetanov 1996b).

No caso da extração nuclear adotamos uma distância efetiva correspondente à $0.5''$ entre o gás e a fonte central, já que a janela de extração corresponde à $1''$ para cada lado do núcleo. No caso da geometria cônica usamos $A_p = \pi r^2 \tan^2(\theta)$ onde $L_{\text{H}\beta}^{\text{sup}}$ foi dividida por 2 assumindo que estamos vendo os dois lados do cone de ionização.

Determinamos então os limites inferiores para Q_{AGN} , os quais chamamos de Q'_{AGN} , usando a equação 6.3 e assumindo que cada janela possui fator de cobertura $C = 1$. Estes valores são mostrados nas Figs. 6.1 e 6.2 tanto para a geometria de caixa (círculos vazados) como para a geometria cônica (círculos cheios). Para a maioria das galáxias estes valores mínimos são bastante similares ao longo de toda a ENLR. Isto sugere que cada janela intercepta o mesmo fluxo de fótons ionizantes (Fraquelli et al. 2000c).

Se as nuvens de gás são limitadas por ionização (nuvens IB), o fator de cobertura não pode ser $C = 1$ dentro de cada janela, porque isto significaria que o gás contido em uma janela interna absorveria todos os fótons ionizantes e não chegariam fótons ionizantes na janela subsequente. Mas isto não pode ser verdadeiro porque o gás ionizado é detectado a grandes distâncias do núcleo, sendo observado em muitas janelas de extração subsequentes – o que implica que o fator de cobertura deve ser menor que a unidade. De fato, em Fraquelli et al (2000) derivamos $C \sim 0.1$ para a ENLR. Então, para calcular um valor mais realístico de Q_{AGN} necessitamos estimar $C(r)$.

6.1.1 Fótons ionizantes do H^0 e fator de cobertura do gás

O fator de cobertura $C(r)$ em cada janela de extração (como descrito na seção anterior) é a fração da área que “vê” a fonte ionizante do gás, e pode ser calculada através da equação

$$C(r) = \frac{A_{\text{gas}}(r)}{A_p(r)} \quad (6.4)$$

onde A_{gas} é a área efetivamente ocupada pelo gás e A_p é a área da seção geométrica da janela que intercepta o feixe ionizante. A_p foi calculada usando a geometria cônica, enquanto A_{gas} é obtida a partir da relação

$$A_{\text{gas}} = \frac{M_{\text{H}^+}}{N_{\text{H}^+}} \quad (6.5)$$

onde M_{H^+} é o número médio de íons H^+ em cada janela (capítulo 3) e N_{H^+} é sua densidade de coluna.

O valor de N_{H^+} foi derivado usando-se o código de fotoionização MAPPINGS Ic (Ferruit et al. 1997), para a densidade obtida na seção 3.2 e assumindo uma distribuição espectral de energia (SED) $L_\nu \propto \nu^{-1.5}$ para fótons com $h\nu \geq 13.6 \text{ eV}$ e metalicidade solar para nuvens IB. Para uma nuvem com uma dada densidade de gás e localizada a uma dada distância r da fonte central, a qual irradia uma taxa de fótons ionizantes Q , o código nos permite derivar a densidade de coluna máxima N_{H^+} para a qual a fração de ionização H^+/H alcança valores menores do que 1%.

Inicialmente, a luminosidade ionizante da fonte central foi adotada como sendo correspondente ao valor máximo de Q'_{AGN} (derivado para a ENLR adotando $C = 1$).

Para que os modelos sejam consistentes, estes devem satisfazer a condição de que o somatório dos fatores de cobertura $\sum C(r)$ para cada “lado” da fonte central não pode exceder a unidade. Esta condição de contorno também garante que a fonte central irradie o número mínimo necessário para ionizar toda a quantidade de gás detectado. *Nenhuma galáxia Seyfert 2 satisfaz a condição $\sum C(r) \leq 1$.* Para estas galáxias, geramos então modelos com valores crescentes para a luminosidade ionizante do AGN até que estes satisfizessem a condição $\sum C(r) \leq 1$. As taxas resultantes de fótons ionizantes Q_{AGN} derivadas para a fonte central – obtidas a partir da aplicação deste método às medidas são apresentadas na tabela 6.1.

Obtivemos valores do fator de cobertura para a NLR das galáxias Seyfert 2 no intervalo $0.2 \leq C_{\text{NLR}} \leq 0.8$, enquanto que para a ENLR derivamos um valor médio $C = 0.1$ (consistente com Fraquelli et al. 2000). Em média, nossos cálculos predizem que 2/3 dos fótons ionizantes são absorvidos na ENLR e o remanescente na NLR (Fraquelli et al. 2002¹).

Adicionando as contribuições da NLR e da ENLR, nós derivamos a taxa total de fótons ionizantes irradiada pela fonte central Q_{AGN} , a qual é mostrada na Tabela 6.1 e como uma linha tracejada nas Figs. 6.1 e 6.2. Esta taxa está contida no intervalo $10^{52.5} \leq Q_{\text{NLR}} \leq 10^{55}$ (com um valor médio $Q = 10^{54.17 \pm 1.7}$ fótons s^{-1}). Listamos também na Tabela 6.1 a densidade de coluna total obtida, calculada a partir da equação

$$\bar{N}_{\text{H}^+} = \frac{\sum C(r) N_{\text{H}^+}}{\sum C(r)} \quad (6.6)$$

A luminosidade da fonte central poderia ser ainda maior se alguns fótons puderem “escapar” e/ou não forem detectados. Consideramos então todos os valores de Q_{AGN} na Tabela 6.1 como valores mínimos.

Q_{sum} e Q_{nuc} têm sido usados em trabalhos anteriores para estimar a luminosidade da fonte nuclear. Verificamos que seus valores subestimam Q_{AGN} tipicamente por uma ordem de grandeza. Esta diferença poderia ser um pouco menor se tivéssemos observado toda a ENLR, e não apenas ao longo da fenda em um único ângulo de posição. A partir das imagens em bandas estreitas de Mulchaey et al. (1996a), estimamos que Q_{sum} poderia aumentar por um fator 2-3, mas ainda assim Q_{AGN} permaneceria subestimado.

Estudos prévios (Cid Fernandes et al. 1998; Storchi-Bergmann et al. 2000) identificaram “starbursts” circumnucleares em 4 das galáxias Seyfert 2 de nossa amostra: NGC 5135, NGC 7130, NGC 7582 e Mrk 1210. Nos casos de NGC 5135 and NGC 7130 a luminosidade bolométrica do

¹ FRAQUELLI, H. A.; STORCHI-BERGMANN, T.; LEVENSON, N. A. The extended gas of Seyfert 2 Galaxies: implications for the nuclear source. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, 2002, aceito para publicação. Ver apêndice.

Tab. 6.1: *Taxas de fótons ionizantes Q ([fótons] [s⁻¹]) e fator de cobertura para a NLR usando-se Q_{AGN} .*

Galáxia	$\log Q_{\text{nuc}}$	$\log Q_{\text{sum}}$	$\log Q_{\text{AGN}}$ $\alpha = 1.5$	$\log Q_{\text{AGN}}$ $\alpha_{\text{He II}/\text{H}\beta}$	C_{NLR} $\alpha_{\text{He II}/\text{H}\beta}$	$\log \bar{N}_{\text{H}^+}$ (cm ⁻²)	$\alpha_{\text{He II}/\text{H}\beta} \pm \sigma_\alpha$
ESO 417-G6	52.25	52.63	53.62	53.68	0.48	20.82	1.76 ± 0.46
Fairall 316	51.85	51.90	52.68	52.70	0.83	19.99	—
CGCG 420-015	52.94	53.28	53.73 ^a	—	—	—	1.50 ± 0.03
IC 1816	53.00	53.24	54.24	54.32	0.54	21.09	1.59 ± 0.16
IRAS 11215-2806	52.74	52.83	53.76	53.54	0.74	21.29	0.94 ± 0
MCG -05-27-13	53.70	53.89	54.83	54.89	0.73	21.54	1.46 ± 0.27
Mrk 1210	52.70	52.97	53.87	53.95	0.57	20.89	1.59 ± 0.07
Mrk 607	52.00	52.42	53.78	53.46	0.19	20.78	1.02 ± 0.32
NGC 1358	51.96	52.38	53.29	53.27	0.38	20.60	—
NGC 1386	51.76	52.09	53.24	52.83	0.34	21.74	0.82 ± 0.02
NGC 3081	51.52	52.18	53.14	52.85	0.10	20.32	0.93 ± 0.01
NGC 5135	52.67	53.16	54.25	54.26	0.33	21.40	1.51 ± 0.21
NGC 5643	51.56	52.14	53.38	53.19	0.23	21.67	1.03 ± 0.17
NGC 6300	51.28	51.57	52.42	52.42	0.53	21.16	—
NGC 6890	51.55	52.08	53.09	52.84	0.32	20.81	0.96 ± 0.10
NGC 7130	53.11	53.72	54.98	55.07	0.23	21.75	1.66 ± 0.13
NGC 7582	52.55	52.87	54.22	54.21	0.42	21.89	1.73 ± 0.30
Mrk 348	52.27	52.92	54.17	54.17	0.37	21.60	1.62 ± 0.15
Mrk 732	53.12	53.67	54.92	54.84	0.17	20.99	—
NGC 6860	52.08	52.95	54.31	54.29	0.09	20.54	1.70 ± 0.80
MCG -02-033-34	52.50	52.66	53.77	53.53	0.51	20.98	1.00 ± 0.18
NGC 526a	52.12	52.76	53.68	53.90	0.20	20.57	1.63 ± 0.29
Eso 362-G18	52.33	52.78	53.81	53.49	0.28	20.05	0.96 ± 0.10
NGC 6814	52.02	52.80	54.39	54.15	0.05	21.05	0.97 ± 0.44
3C 33	52.51	53.17	54.77	54.57	0.10	20.23	1.91 ± 0.13
Pks 349-019	52.06	53.10	54.34	54.27	0.07	20.26	1.38 ± 0.27
Pks 634-020	52.89	53.75	54.73	54.48	0.10	20.61	0.80 ± 0.26
Pks 745-019	53.58	54.26	55.29	55.23	0.20	20.66	—
Pictor A	53.44	53.72	54.37	54.28	0.57	20.82	2.08 ± 0.31

^a Máximo $\log Q_{\text{AGN}}$ obtido ao longo da ENLR assumindo $C(r) = 1$.

starburst é comparável à do AGN (González-Delgado, Heckman & Leitherer 2001), embora em nossos cálculos tenhamos assumido que toda a emissão H β era produzida pelo AGN. Se estimarmos que metade desta luminosidade é devida ao *starburst* circumnuclear, a taxa de fótons ionizantes devida ao AGN seria aproximadamente a metade da listada na Tabela 6.1. A mesma hipótese pode ser aplicada para NGC 7582 e Mrk 1210.

Investigamos também os efeitos de uma maior densidade para a NLR que a derivada a partir da emissão [SII]. Para $N_e = 10^4 \text{ cm}^{-3}$, o fator de cobertura resultante C_{NLR} torna-se $\approx 10\%$ menor e o efeito em $\log Q_{\text{AGN}}$ é decrescer este valor por até 0.2 dex. Adicionalmente, testamos outros valores do índice da lei-de-potência α além de 1.5 e verificamos que C para $\alpha = 1.5$ é aproximadamente 40% maior que para $\alpha = 1.0$, e aproximadamente 20% menor que para $\alpha = 2.0$.

Investigamos a relação entre Q_{AGN} e propriedades mais prontamente observáveis do gás. Encontramos uma boa correlação entre Q_{AGN} e a luminosidade total de H α , $L_{\text{H}\alpha}^{\text{tot}}$, ilustrada na Fig. 6.3. Uma regressão linear para esta relação nos dá

$$\log Q_{\text{AGN}} = 7.55 + 1.128 \log L_{\text{H}\alpha}^{\text{tot}} \quad (6.7)$$

para $L_{\text{H}\alpha}^{\text{tot}}$ em erg s^{-1} . Esta relação pode ser usada para estimar a taxa de fótons ionizantes irradiados pela fonte central uma vez que a luminosidade H α seja conhecida.

6.1.2 Fótons ionizantes do He⁺

A luminosidade da linha de emissão do He II $\lambda 4686$ pode ser usada para calcular a taxa de fótons ionizantes com $h\nu \geq 54.4 \text{ eV}$ que alcançam cada janela de extração. De modo similar à equação

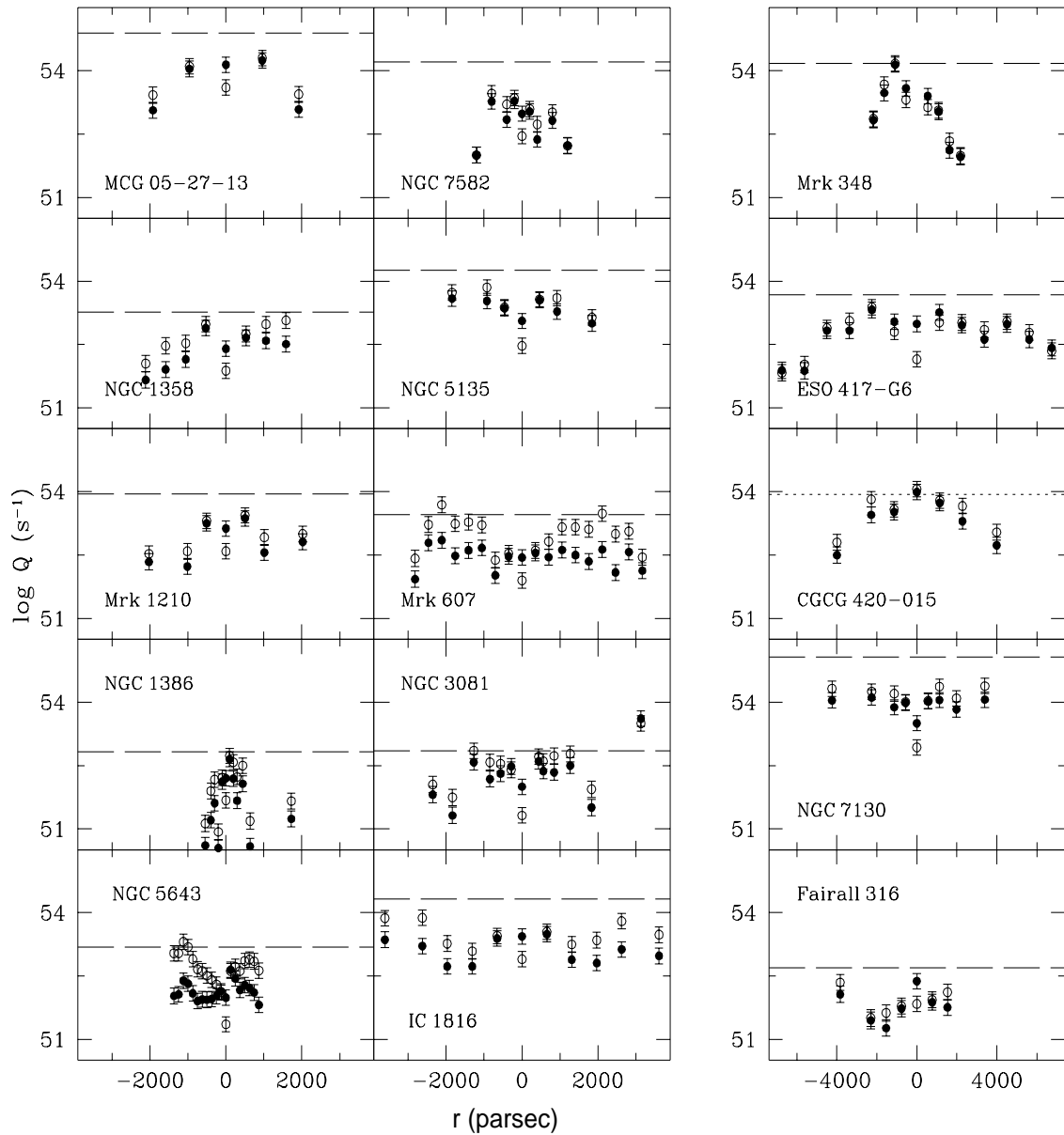


Fig. 6.1: Os símbolos representam a taxa mínima de fótons ionizantes irradiada pela fonte AGN Q'_{AGN} para galáxias Seyfert 2, calculada a partir da luminosidade $H\beta$ de cada janela de extração para $C = 1$, para as geometrias de caixa (símbolos vazados) e cônica (símbolos cheios). A linha tracejada representa o valor da taxa total de fótons ionizantes Q_{AGN} calculada na seção 6.1.1.

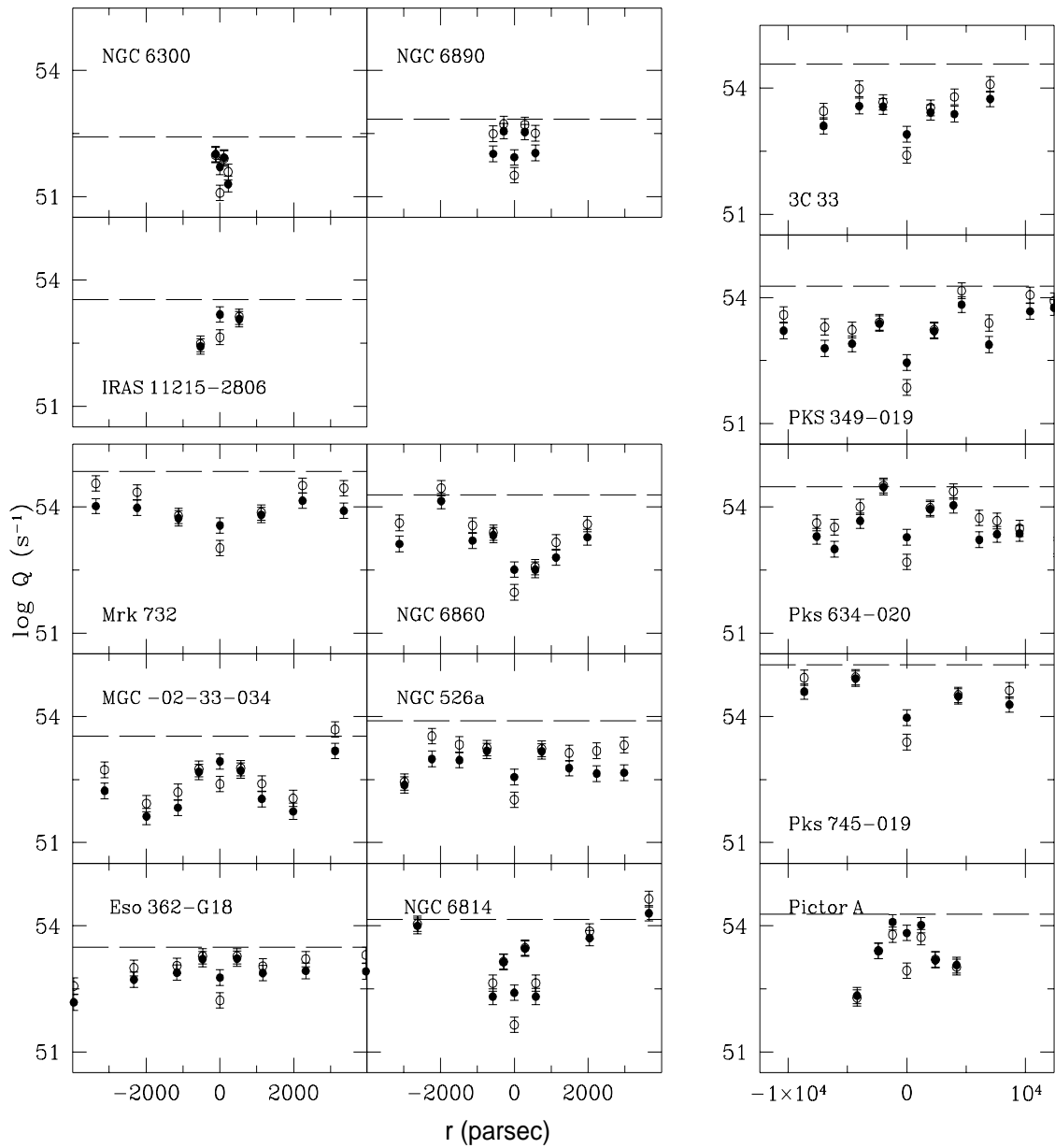


Fig. 6.2: *Idem à Fig. 6.1 mas para outras três galáxias Seyfert 2 (topo à esquerda), galáxias Seyfert 1 (canto inferior esquerdo) e Rádio-galáxias (à direita).*

6.1, para $\text{He II}\lambda 4686$ temos que (Osterbrock 1989)

$$Q(\text{He}^+) = \frac{L_{\text{He}^+} \alpha_B^{\text{He}^+}}{\alpha_{\text{He}^+}^{\text{eff}} h\nu_{\text{He}^+}} \quad (6.8)$$

onde $\alpha_B^{\text{He}^+}$ é o coeficiente de recombinação de He II no caso B e $\alpha_{\text{He}^+}^{\text{eff}}$ é o coeficiente de recombinação efetivo de $\text{He II}\lambda 4686$.

Para as posições nas quais podemos medir tanto a emissão He II como $\text{H}\beta$ podemos derivar uma inclinação para o contínuo ionizante entre 13.6 eV and 54.4 eV, sob a hipótese de que $L_\nu \propto \nu^{-\alpha}$ e de que as nuvens são limitadas por radiação. A inclinação $\alpha_{\text{HeII}/\text{H}\beta}$ é dada então por

$$\alpha_{\text{HeII}/\text{H}\beta} = \frac{\log \left[\frac{Q(\text{H}^+)}{Q(\text{He}^+)} \right]}{\log 4} \quad (6.9)$$

Os valores derivados para $\alpha_{\text{HeII}/\text{H}\beta}$ usando a expressão acima são listados na Tabela 6.1. A média sobre todas as galáxias Seyfert amostradas é $\alpha = 1.3 \pm 0.3$. Não há diferença significativa entre o valor de $\alpha_{\text{HeII}/\text{H}\beta}$ derivado para galáxias Seyfert 1 e para Seyfert 2. Entretanto, ao invés dos valores se espalharem em torno da média, os valores de $\alpha_{\text{HeII}/\text{H}\beta}$ parecem se aglomerar em duas “regiões”: $\alpha_{\text{HeII}/\text{H}\beta} = 1.6 \pm 0.1$ (10 casos; 2 Seyfert 1 e 8 Seyfert 2) com valores variando entre 1.46 e 1.76 e $\alpha_{\text{HeII}/\text{H}\beta} = 1.0 \pm 0.1$ (9 casos; 3 Seyfert 1 e 6 Seyfert 2) com valores variando entre 0.82 e 1.03. Notamos que 4 das 8 galáxias Seyfert 2 com contínuo mais *soft* ($\alpha_{\text{HeII}/\text{H}\beta}$ maior) pertencem ao grupo que possui um *starburst* circumnuclear (veja seção prévia), nas quais parte da ionização é devida a estrelas jovens. A partir dos resultados dos modelos de *starburst* de Leitherer & Heckman (1995), verificamos que a aplicação das predições de *starburst* puros na equação 6.9 prediz $\alpha_{\text{HeII}/\text{H}\beta} \approx 1.66$, o que é consistente com a contribuição importante dos *starbursts* circumnucleares nos 4 casos acima.

Repetimos então os cálculos de derivação de Q_{AGN} usando os valores de $\alpha_{\text{HeII}/\text{H}\beta}$ derivados nesta seção ao invés do valor $\alpha = 1.5$ adotado previamente. Estes resultados são também mostrados na Tabela 6.1, juntamente com o valor de C_{NLR} correspondente. Estes novos valores de Q_{AGN} e C_{NLR} não diferem muito dos valores previamente calculados, confirmando que eles não são muito dependentes do valor de α , mas são mais robustos porque são vinculados pelas observações.

A Fig. 6.4 mostra a relação entre $\alpha_{\text{HeII}/\text{H}\beta}$ e o valor mais alto de $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ detectado para cada galáxia, obtido ao longo da NLR+ENLR. Observamos uma tendência das galáxias com menores valores de $\alpha_{\text{HeII}/\text{H}\beta}$ apresentarem valores de $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ maiores, o que pode ser compreendido como sendo devido à maior proporção de fótons de alta energia do que no caso das galáxias com maiores valores de $\alpha_{\text{HeII}/\text{H}\beta}$.

6.2 Comparação entre a luminosidade ionizante predita e as luminosidades observadas em raios-X

Nesta seção, usamos a “forma” da distribuição espectral de energia (SED) e a luminosidade ionizante para prever a emissão intrínseca em raios-X dos AGNs de nossa amostra.

Em Seyferts 2, muito do fluxo de alta energia deve estar absorvido, ou por material muito próximo do núcleo – o *torus* no cenário do Modelo Unificado – ou pelo gás nestas galáxias, e portanto não emerge em raios-X. Entretanto, para densidades de coluna mais baixas do que $N_H < 10^{24} \text{ cm}^{-2}$, uma fração dos fótons de raios-X de mais alta energia ($h\nu \geq 2 \text{ keV}$) pode atravessar o material obscurecedor e ser detectada diretamente. Já no caso de galáxias Seyfert 1 o fluxo de alta energia deve ser visto diretamente, uma vez que de acordo com o modelo unificado a visão da fonte central se encontra desimpedida.

De modo a prever a luminosidade intrínseca em raios-X na banda de 2 - 10 keV, L_X^{pred} , adotamos uma SED do tipo lei de potência com inclinação dada por $\alpha_{\text{HeII/H}\beta}$ (obtida na seção anterior).

$$L_X^{\text{pred}} = \int_{2 \text{ keV}}^{10 \text{ keV}} L_{\nu 0} \left(\frac{\nu}{\nu_0} \right)^{-\alpha_{\text{HeII/H}\beta}} d\nu \quad (6.10)$$

onde $L_{\nu 0}$ é obtido através das equações

$$Q_{\text{AGN}} = \int_{\nu_0}^{\infty} \frac{L_{\nu 0} \left(\frac{\nu}{\nu_0} \right)^{-\alpha_{\text{HeII/H}\beta}}}{h\nu} d\nu \quad (6.11a)$$

$$L_{\nu 0} = Q_{\text{AGN}} \cdot h \cdot \alpha_{\text{HeII/H}\beta} \quad (6.11b)$$

onde h é a constante de Planck. Chamamos a atenção ao fato de que o uso de $\alpha_{\text{HeII/H}\beta}$ significa a extrapolação da SED de baixas ($\sim 13.6\text{--}54.4 \text{ eV}$) para as altas energias ($\sim 2\text{--}10 \text{ keV}$). Entretanto verificamos na prática que os cálculos acima não são fortemente dependentes dos valores de α típicos de AGNs, além de esta extrapolação ter sido aplicada com sucesso a galáxias individuais usando modelos de fotoionização “detalhados” (por exemplo, Alexander et al. 1999). Os valores de L_X^{pred} estão listados na Tabela 6.2.

Comparamos L_X^{pred} com observações em raios-X de nossa amostra, obtidas através do satélite ASCA. Usamos os dados disponibilizados por Levenson² (2001) para NGC 5135, NGC 7130, NGC 7582, Mrk 1210, NGC 1386, NGC 5643, Mrk 348, NGC 1358, NGC 3081, NGC 526a e NGC 6814, os quais estão listados na Tabela 6.2.

O método padrão para a determinação do fluxo observado em raios-X usa a expressão abaixo

$$L_X^{\text{obs}} = L_X^{\text{ac}} e^{-N_H^{\text{ac}} \sigma_E} + K_{\text{esp}} \quad (6.12)$$

onde L_X^{obs} é a luminosidade observada, L_X^{ac} é a luminosidade AGN intrínseca da fonte central, a qual é modelada como uma lei de potência, e K_{esp} é a contribuição da radiação espalhada, a qual é modelada também como uma lei de potência de mesmo índice espectral. N_H^{ac} é a densidade de coluna integrada ao longo da linha de visada, compreendendo tanto o material absorvedor próximo ao AGN – com densidade de coluna N_H^X – como o “contido” na Via-Láctea com densidade de

² Comunicação privada.

coluna N_H^{Gal} (obtida no HEASARC³). σ_e é a seção de choque fotoelétrica em *raios-X*, e é função da energia. Para ambas as componentes (intrínseca e espalhada), fixamos o valor do índice espectral desta lei de potência como igual ao valor de $\alpha_{HeII/H\beta}$ determinado na seção anterior. Estes valores estão listados na Tabela 6.2, onde $\log N_H^X > 24$ corresponde aos casos denominados “Compton espessos”, em que a emissão *raios-X* intrínseca não é observada e as densidades de coluna obtidas pelo método padrão são iguais à da Via-Láctea. Os casos em que $\log N_H^X < 24$ são chamados de “Compton finos”.

Alguns casos requerem uma componente adicional correspondente à linha de fluorescência do Fe $K\alpha$ ($h\nu \approx 6.4$ keV). Outras componentes ainda podem estar presentes, associadas por exemplo a *starbursts* ou a fontes individuais no disco galáctico. Nós negligenciamos estas componentes em geral, uma vez que estamos interessados principalmente na comparação entre a luminosidade predita e a observada na região de altas energias e estas componentes não contribuem significativamente nestas energias.

De modo a derivar a densidade de coluna N_H^{pred} , aplicamos os valores da luminosidade observada L_X^{obs} na expressão abaixo

$$L_X^{obs} = \int_{2\text{ keV}}^{10\text{ keV}} L_{\nu 0} \left(\frac{\nu}{\nu_0} \right)^{-\alpha_{HeII/H\beta}} e^{-N_H^{pred} \sigma_\nu} d\nu \quad (6.13)$$

onde σ_ν é a seção de choque fotoelétrica dada em Morrison & McCammon (1983). Os valores da densidade de coluna predita N_H^{pred} são apresentados na Tabela 6.2, após a correção por N_H^{Gal} . Na Fig. 6.5 comparamos N_H^{pred} com os valores de N_H^X , obtidos através da espectroscopia em *raios-X*.

Os valores obtidos de N_H^{pred} são comparáveis aos de N_H^X para todas as galáxias com dados disponíveis em *raios-X* – exceto para as galáxias Seyfert 1 (que são apenas duas), mostrando que o nosso método permite a correta obtenção do valor de N_H nas galáxias Seyfert 2 – como mostra a Fig. 6.5. Entretanto, para os casos Compton espessos L_X^{obs} é uma componente espalhada apenas, e a equação 6.13 não é estritamente aplicável mas, ao predizer $\log N_H^{pred} > 24$, nosso método serve para identificar corretamente estes objetos como sendo Compton espessos.

Comparamos também a densidade de coluna de gás neutro ao longo da linha de visada do AGN com a densidade de coluna ionizada ao longo da ENLR obtida na seção 6.1.1. Esta última está contida no intervalo $10^{19.99} - 10^{21.89} \text{ cm}^{-2}$ e, mesmo levando em conta a contribuição da coluna de gás neutro em nossos modelos de nuvens IB ela é menor do que 10^{22} cm^{-2} . Estes valores são típicos de densidades de coluna medidas em *raios-X* em galáxias Seyfert 1 (Reynolds 1997, George et al. 1998), mas 2 ordens de grandeza menores que as densidades de coluna que derivamos para as galáxias Seyfert 2 de nossa amostra. Então, quando a fonte central é vista ao longo da linha de visada da ENLR de galáxias Seyfert 2, aproximadamente todo o fluxo em *raios-X duro* emerge não obscurecido, característico de galáxias Seyfert 1.

Os resultados acima evidenciam que a luminosidade intrínseca da fonte central em *raios-X* L_X^{pred} , obtida através de nossa abordagem para as galáxias Seyfert 2, recupera bem a emissão intrínseca em *raios-X* L_X^{ac} quando $N_H < 10^{24} \text{ cm}^{-2}$, como mostra a Tabela 6.2. Concluímos então que, nestes casos, a extrapolação espectral do regime ótico e ultravioleta (UV) fornece uma boa estimativa da emissão de alta energia do AGN.

Nas galáxias Seyfert 2 Compton espessas, nas quais temos que $N_H > 10^{24} \text{ cm}^{-2}$, a fonte central do AGN não é observada diretamente na banda de energia do satélite ASCA. Nestes casos, toda

³ <http://heasarc.gsfc.nasa.gov>

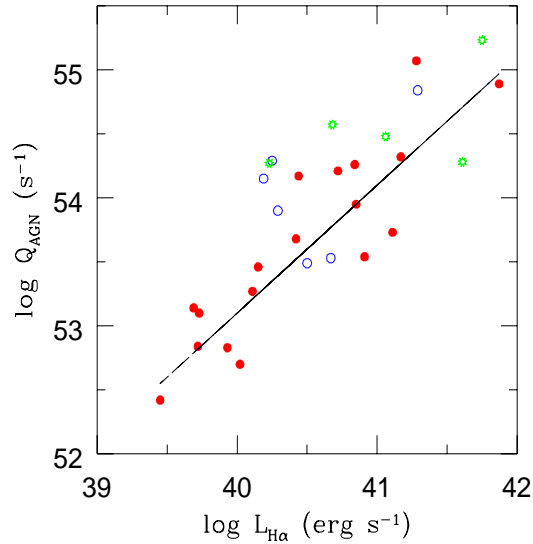


Fig. 6.3: Q_{AGN} versus luminosidade $H\alpha$ da NLR. Círculos vazados, círculos cheios e estrelas representam respectivamente galáxias Seyfert 1, Seyfert 2 e Rádio-galáxias.

a luminosidade observada entre 2–10 keV é devida à componente espalhada ou a fontes adicionais dentro de cada galáxia e não é diretamente relacionada a energia irradiada pela fonte central. Medidas de densidade coluna $N_{\text{H}} = N_{\text{H}}^{\text{Gal}}$ (densidade de coluna de HI em nossa galáxia na linha de visada do AGN) tipicamente caracterizam estes casos, o que implica que detectamos unicamente a componente do contínuo espalhado. Então, esperamos que L_{X}^{ac} subestime severamente o verdadeiro fluxo de fótons nesta banda de energia. De fato, nós encontramos que $L_{\text{X}}^{\text{ac}} \ll L_{\text{X}}^{\text{pred}}$ nestes casos e isto sugere que $L_{\text{X}}^{\text{pred}}$ indica mais acuradamente a emissão intrínseca em raios-X nas galáxias Compton espessas.

No caso das galáxias Seyfert 1, L_{X}^{ac} e $L_{\text{X}}^{\text{pred}}$ são bastante diferentes e o que pode estar acontecendo é que as hipóteses quanto à geometria da região emissora de linhas, válidas para as galáxias Seyfert 2, podem não ser aplicáveis estritamente. No caso de NGC 526a, o valor de $L_{\text{X}}^{\text{pred}}$ é menor do que o observado sugerindo que os fatores de cobertura podem ser menores do que os que calculamos e/ou ainda que as nuvens emissoras sejam limitadas por matéria (o que implica em ambos os casos que parte da radiação ionizante pode escapar para além das regiões observadas). No caso da galáxia NGC 6814, obtivemos valores para $L_{\text{X}}^{\text{pred}}$ e $N_{\text{H}}^{\text{pred}}$ muito grandes. Isto pode ser devido a uma forma da SED em alta energia bastante diferente da assumida e/ou a problemas de calibração nos dados observacionais, tanto óticos como em raios-X. A Tabela 6.2 apresenta então também o valor de $L_{\text{X}}^{\text{pred}}$ derivado assumindo $Q_{\text{AGN}} = Q_{\text{nuc}}$ (onde lembramos que Q_{nuc} é uma medida da taxa de fótons ionizantes necessária para produzir as luminosidades das linhas de recombinação de HI observadas no espectro nuclear).

Com estes resultados, concluímos que as luminosidades preditas em raios-X a partir do contínuo ótico e UV fornecem estimativas úteis da luminosidade intrínseca em raios-X em galáxias Seyfert 2 (Fraquelli et al. 2002). Se o fluxo em raios-X for medido, estes podem ser comparados para determinar a densidade de coluna absorvedora para $N_{\text{H}} < 10^{24} \text{ cm}^{-2}$, ou identificar corretamente os casos Compton espessos. Já as luminosidades em raios-X em galáxias Seyfert 1 e Rádio-galáxias devem ser utilizadas com bastante cuidado, até que o método seja melhor testado nesta classe de AGN.

Tab. 6.2: Densidades coluna de $H\text{I}$, N_{H} (em unidades de cm^{-2}) e luminosidades em raios-X.

Galáxia	Id	$\log N_{\text{H}}^{\text{Gal}}$ (cm^{-2})	$\log L_{\text{X}}^{\text{obs}}$ (erg s^{-1})	$\log L_{\text{X}}^{\text{ac}}$ (erg s^{-1})	$\log N_{\text{H}}^{\text{X}}$ (cm^{-2})	$\log L_{\text{X}}^{\text{pred}}$ (erg s^{-1})	$\log N_{\text{H}}^{\text{pred}}$ (cm^{-2})
ESO 417-G6	1	20.29	–	–	–	41.59	–
Fairall 316	2	21.14	–	–	–	41.61	–
CGCG 420-015	3	20.91	–	–	–	42.21	–
IC 1816	4	20.35	–	–	–	42.60	–
IRAS 11215-2806	5	20.77	–	–	–	43.21	–
MCG -05-27-13	6	20.19	–	–	–	43.45	–
Mrk 1210	7	20.57	41.77	42.40	23.50	42.23	23.20
Mrk 607	8	20.70	–	–	–	43.96	–
NGC 1358	9	20.66	41.54	42.17	23.62	42.18	23.50
NGC 1386	10	20.14	39.39	39.39	> 24	42.74	24.70
NGC 3081	11	20.66	41.79	42.57	23.81	42.53	23.75
NGC 5135	12	20.66	41.28	42.41	24.02	42.71	24.10
NGC 5643	13	20.92	39.87	39.87	> 24	42.58	24.58
NGC 6300	14	20.97	–	–	–	41.33	–
NGC 6890	15	20.76	–	–	–	42.47	–
NGC 7130	16	20.35	40.75	40.78	> 24	43.19	24.45
NGC 7582	17	20.29	41.83	42.25	23.13	42.18	22.95
Mrk 348	18	20.77	42.26	42.80	23.30	42.38	22.40
Mrk 732	19	20.42	–	–	–	43.75 (42.02 ^a)	–
NGC 6860	20	20.62	–	–	–	42.33 (40.11 ^a)	–
MCG -02-33-034	21	20.56	–	–	–	43.07 (42.04 ^a)	–
NGC 526a	22	20.34	43.22	43.30	22.22	42.10 (40.31 ^a)	–
ESO 362-G18	23	20.25	–	–	–	43.12 (41.96 ^a)	–
NGC 6814	24	21.11	40.84	40.87	21.75	43.75 (41.62 ^a)	24.61 (23.78 ^a)
3C 33	25	20.60	–	–	–	42.14	–
PKS 349-27	26	20.00	–	–	–	43.01	–
PKS 634-20	27	21.35	–	–	–	44.43	–
PKS 745-19	28	21.61	–	–	–	44.13	–
Pictor A	29	20.57	–	–	–	41.48	–

^a valor predito no caso de se assumir $Q_{\text{AGN}} = Q_{\text{nuc}}$.

6.3 Comparação entre a luminosidade predita no IR e a luminosidade observada IRAS

Outra região espectral para a qual há observações disponíveis relacionadas à fonte de luminosidade do AGN – embora “reprocessada” – é a região do infravermelho (IR). Sob a hipótese de que toda radiação ótica e UV emitida pelo AGN é absorvida pelo *torus* de poeira que envolve a fonte nuclear, os grãos de poeira próximos do núcleo re-emitirão esta energia no região espectral do IR. Seguindo a abordagem de Storchi-Bergmann, Wilson & Mulchaey (1992b), compararemos a luminosidade observada no IR com a predita pela hipótese de reprocessamento.

Assumindo que a fonte ionizante emite isotropicamente e que um *torus* de poeira absorva todos os fótons com comprimento de onda entre 100Å a $1\mu\text{m}$, a luminosidade predita para o *torus* de poeira é dada por:

$$L_{\text{IR}}^{\text{pred}} = (1 - C_{\text{torus}}) Q_{\text{AGN}} h \frac{\alpha \nu_0^\alpha}{(1 - \alpha)} (\nu_2^{1-\alpha} - \nu_1^{1-\alpha}) \quad (6.14)$$

onde $C_{\text{torus}} = 1 - \cos(\theta)$ é o fator de cobertura do *torus* com um ângulo de abertura $\theta = 30^\circ$ (o mesmo adotado na seção 6.1), h é a constante de Planck, $\nu_0 = 3.29 \times 10^{15} \text{ Hz}$ ($\lambda = 912 \text{ Å}$), $\nu_1 = 3 \times 10^{14} \text{ Hz}$ ($\lambda = 1\mu\text{m}$), $\nu_2 = 3 \times 10^{16} \text{ Hz}$ ($\lambda = 100 \text{ Å}$) e α é o índice espectral da SED derivada na seção 6.1.2, $\alpha_{\text{HeII/H}\beta}$.

Os fluxos IRAS são disponíveis para 14 galáxias Seyfert 2 de nossa amostra, os quais foram obtidos do Banco de dados Extragalático NED-IPAC (NED). Calculamos então o fluxo integrado IRAS para cada banda IRAS como em Rowan-Robinson & Crawford (1989). Assim, temos que

(para fluxo F_λ em Jy):

$$F_{IR}^{\text{warm}} = 13.48 \cdot 10^{12} F_{12\mu\text{m}} + 5.16 \cdot 10^{12} F_{25\mu\text{m}} \quad (6.15a)$$

$$F_{IR}^{\text{tot}} = F_{IR}^{\text{warm}} + 2.58 \cdot 10^{12} F_{60\mu\text{m}} + 1 \cdot 10^{12} F_{100\mu\text{m}} \quad (6.15b)$$

Usando os fluxos em 12 e 25 μm calculamos a luminosidade *IRAS* “morna”, L_{IR}^{warm} , enquanto que incluindo também os fluxos em 60 e 100- μm calculamos a luminosidade *IRAS* total, L_{IR}^{tot} , as quais estão listadas na Tabela 6.3.

Mostramos na Fig. 6.6 uma comparação de L_{IR}^{pred} com L_{IR}^{tot} . Esta figura mostra que as luminosidades preditas são consistentes com as observadas, suportando o modelo simples de re-emissão adotado.

A luminosidade L_{IR}^{warm} também cresce com L_{IR}^{pred} . Se a luminosidade IR é dominada pelo reprocessamento devido ao *torus*, isto é exatamente o que esperamos, uma vez que a poeira diretamente exposta à radiação ionizante do AGN encontra-se a altas temperaturas ($T_{\text{dust}} > 1000\text{K}$; Heisler et al. 1998), próximas da temperatura de destruição dos grãos de poeira. Já a poeira no disco da galáxia tem temperatura $\sim 20\text{K}$ (Binney & Merrifield 1998) e numa região H II pode chegar a $\sim 650\text{K}$ (Whittet 1992). Mostramos na Fig 6.7 a dependência da razão $L_{IR}^{\text{warm}}/L_{IR}^{\text{tot}}$ com L_{IR}^{pred} . Esta dependência mostra que, para a maior parte das galáxias, $L_{IR}^{\text{warm}}/L_{IR}^{\text{tot}}$ cresce com L_{IR}^{pred} , indicando que L_{IR}^{warm} é dominada pelo reprocessamento da radiação nuclear.

Quatro galáxias (três Seyfert 2 e uma Seyfert 1) apresentam um comportamento diferente do geral, e parecem se concentrar numa região em torno de $\log(L_{IR}^{\text{warm}}/L_{IR}^{\text{tot}}) \sim -0.65$ e $\log L_{IR}^{\text{pred}} \sim 44.3-45.5$. As três galáxias Seyfert 2 são NGC 5135, NGC 7130 e NGC 7582, as quais têm pequeno valor de $L_{IR}^{\text{warm}}/L_{IR}^{\text{tot}}$ para seu valor de L_{IR}^{pred} . Estas galáxias possuem núcleos compostos Seyfert 2 + *Starburst*, como discutido nas seções anteriores, de modo que seu comportamento diferenciado pode ser compreendido como devido à grande contribuição do *starburst circumnuclear*, o que faz com que as luminosidades em 60 e 100 μm cresçam, implicando uma diminuição na razão $L_{IR}^{\text{warm}}/L_{IR}^{\text{tot}}$. Se assumimos que a emissão IR originada no AGN para estas galáxias apresenta a mesma relação entre $L_{IR}^{\text{warm}}/L_{IR}^{\text{tot}}$ e L_{IR}^{pred} como em outras galáxias sem *starburst circumnuclear*, então

$$\log(L_{IR}^{\text{warm}}/L_{IR}^{\text{tot}})_{AGN} \approx -0.2 \quad \Rightarrow \quad L_{IR,AGN}^{\text{warm}} \approx 0.63 L_{IR,AGN}^{\text{tot}} \quad (6.16)$$

para o AGN. Entretanto, observamos

$$L_{IR}^{\text{warm}} \simeq 0.22 L_{IR}^{\text{tot}}. \quad (6.17)$$

Se assumimos que a emissão do IR encontra-se dominada pela componente AGN e *starburst circumnuclear* – desprezando a componente originada pela poeira aquecida por estrelas velhas – temos que a razão $L_{IR}^{\text{warm}}/L_{IR}^{\text{tot}}$ observada pode ser escrita como

$$\frac{L_{\text{warm}}^{\text{obs}}}{L_{\text{tot}}^{\text{obs}}} = \frac{L_{\text{warm}}^{\text{AGN}} + L_{\text{warm}}^{\text{SB}}}{L_{\text{tot}}^{\text{AGN}} + L_{\text{tot}}^{\text{SB}}} = \frac{0.63 L_{\text{tot}}^{\text{AGN}} + L_{\text{warm}}^{\text{SB}}}{L_{\text{tot}}^{\text{AGN}} + L_{\text{tot}}^{\text{SB}}} = 0.22 \quad (6.18)$$

onde substituímos as expressões 6.16 e 6.17. Temos então que

$$0.63 L_{\text{tot}}^{\text{AGN}} + L_{\text{warm}}^{\text{SB}} = 0.22 (L_{\text{tot}}^{\text{AGN}} + L_{\text{tot}}^{\text{SB}}) \quad (6.19a)$$

$$-0.41 L_{\text{tot}}^{\text{AGN}} = -0.22 L_{\text{tot}}^{\text{SB}} + L_{\text{warm}}^{\text{SB}}$$

$$-0.41 L_{\text{tot}}^{\text{AGN}} = \left(-0.22 + \frac{L_{\text{warm}}^{\text{SB}}}{L_{\text{tot}}^{\text{SB}}} \right) L_{\text{tot}}^{\text{SB}}$$

$$\frac{L_{\text{tot}}^{\text{AGN}}}{L_{\text{tot}}^{\text{SB}}} = 2.43 \left(0.22 - \frac{L_{\text{warm}}^{\text{SB}}}{L_{\text{tot}}^{\text{SB}}} \right) \quad (6.19b)$$

Então, se adotamos $L_{\text{warm}}^{\text{SB}} = 0$ ($L_{\text{cold}}^{\text{SB}} = L_{\text{tot}}^{\text{SB}}$) encontramos que $\frac{L_{\text{tot}}^{\text{AGN}}}{L_{\text{tot}}^{\text{SB}}} \approx 0.5$ para as três galáxias acima. Desta expressão derivamos que, no máximo, $L_{\text{warm}}^{\text{SB}}$ pode ser $0.22 L_{\text{tot}}^{\text{SB}}$. A galáxia Seyfert 1 Mrk 732 apresenta um comportamento semelhante aos núcleos Seyfert 2 + *starburst* acima. Esta galáxia apresenta a região emissora nas regiões externas dominada pela emissão de regiões H II. Então, neste caso parece bastante plausível que a fotometria IR integrada esteja bastante afetada pela emissão de poeira aquecida por estrelas jovens.

Além disso, NGC 6814 apresenta um comportamento “anômalo” (ponto 24a no painel à esquerda da Figura 6.7), com $L_{\text{IR}}^{\text{tot}}$ dominada largamente pela emissão proveniente de poeira fria. Uma vez que NGC 6814 é uma galáxia Seyfert 1, a visão das paredes internas do possível *torus* de poeira – que imagina-se seja plausivelmente a origem de $L_{\text{IR}}^{\text{warm}}$ – deveria encontrar-se desimpedida, o que não parece acontecer. Ao analisar o resultado da seção 6.2 para NGC 6814, sugerimos duas explicações para a discordância entre a luminosidade predita e a observada na banda 2–10 keV: a SED adotada em nossos cálculos para NGC 6814 poderia ser bastante diferente da real e/ou poderia haver algum erro de calibração nas observações óticas e/ou em raios-X. Se consideramos $Q_{\text{AGN}} = Q_{\text{nuc}}$, encontramos que o comportamento de NGC 6814 tende a seguir uma extrapolação do comportamento geral para uma fonte com $\log L_{\text{IR}}^{\text{pred}} \sim 41$ (ver ponto 24b no painel à esquerda da Figura 6.7).

Tab. 6.3: *Luminosidades no infravermelho.*

Galáxia	Id	$\log L_{\text{IR}}^{\text{warm}}$ erg s ⁻¹	$\log L_{\text{IR}}^{\text{tot}}$ erg s ⁻¹	$\log L_{\text{IR}}^{\text{pred}}$ erg s ⁻¹
ESO417-G6	1	43.06	43.22	44.10
Fairall 316	2			42.80
CGCG 420-015	3	44.00	44.15	43.96
IC 1816	4	44.09	44.19	44.61
IRAS 11215-2806	5	43.14	43.34	43.45
MCG -05-27-13	6			45.09
Mrk 1210	7	43.75	43.88	44.24
Mrk 607	8	43.19	43.46	43.41
NGC 1358	9	42.77	43.09	43.37
NGC 1386	10	42.21	42.64	42.69
NGC 3081	11			43.05
NGC 5135	12	43.84	44.49	44.50
NGC 5643	13	42.91	43.47	43.06
NGC 6300	14	42.80	43.41	42.52
NGC 6890	15	43.01	43.53	42.76
NGC 7130	16	43.97	44.64	45.41
NGC 7582	17	43.45	44.11	44.61
Mrk 348	18	43.60	43.80	44.48
Mrk 732	19	43.55	44.22	44.94
NGC 6860	20	43.31	43.61	44.66
MCG -02-33-034	21	43.24	43.59	43.47
NGC 526a	22	43.63	43.75	44.22
ESO 362-G18	23	43.22	43.50	43.41
NGC 6814	24	42.77	43.34	44.08
3C 33	25			45.11
PKS 349-27	26			44.42
PKS 634-20	27	43.81	44.13	44.33
PKS 745-19	28			45.33
Pictor A	29			44.96

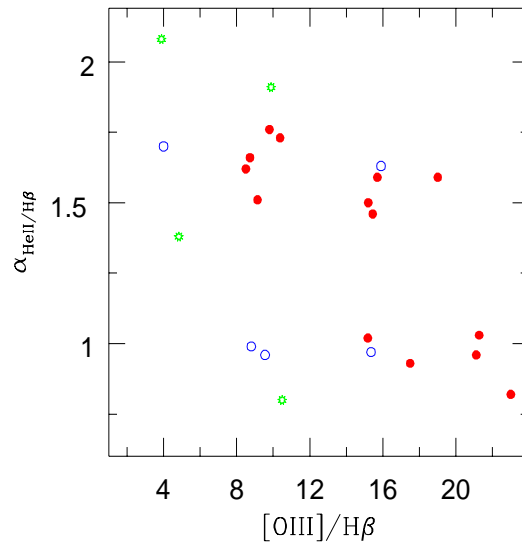


Fig. 6.4: *Índice espectral $\alpha_{\text{HeII}/\text{H}\beta}$ versus a razão $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$. Círculos vazados, círculos cheios e estrelas representam respectivamente galáxias Seyfert 1, Seyfert 2 e Rádio-galáxias.*

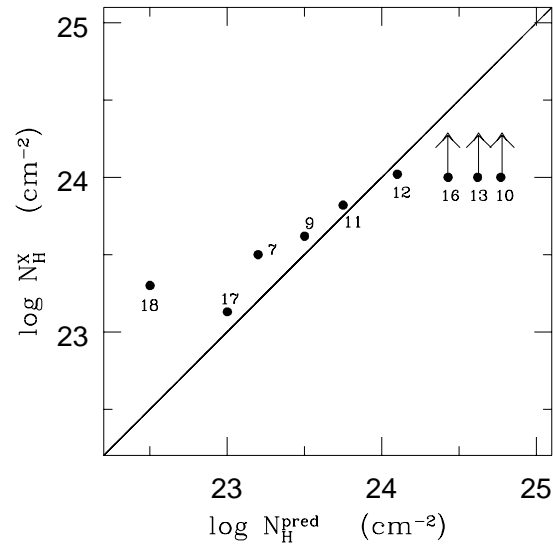


Fig. 6.5: Comparação entre N_{H}^{X} e $N_{\text{H}}^{\text{pred}}$ para galáxias Seyfert 2 (veja a Tabela 6.3 para a identificação das galáxias).

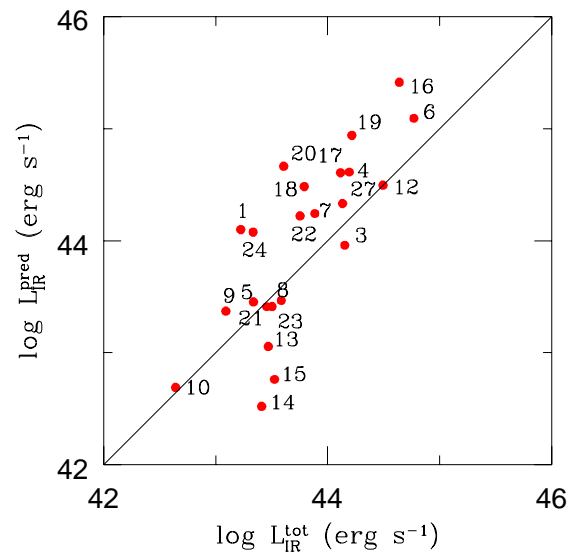


Fig. 6.6: $L_{\text{IR}}^{\text{tot}}$ versus $L_{\text{IR}}^{\text{pred}}$ (veja a Tabela 6.3 para a identificação das galáxias).

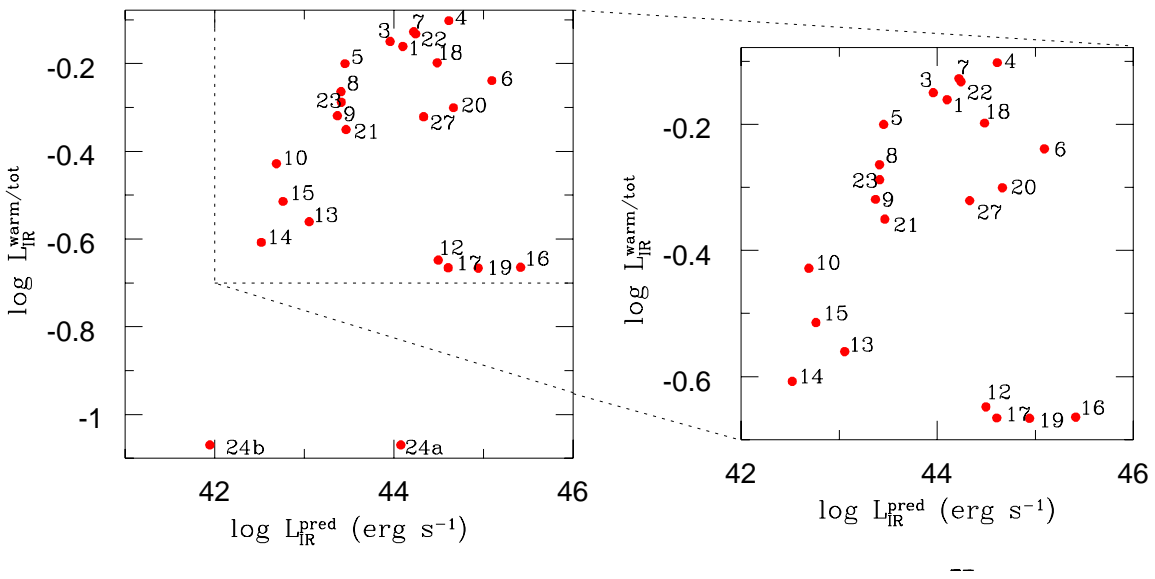


Fig. 6.7: $L_{\text{IR}}^{\text{warm}}/L_{\text{IR}}^{\text{tot}}$ versus $L_{\text{IR}}^{\text{pred}}$ (veja a Tabela 6.3 para a identificação das galáxias).

Capítulo 7

Conclusões

Analisamos espectros óticos de fenda longa de 29 galáxias que hospedam núcleos ativos (AGNs), sendo 6 galáxias Seyfert 1, 18 galáxias Seyfert 2, 4 Rádio-galáxias de linhas estreitas e 1 Rádio-galáxia de linhas largas. A fenda utilizada nos espectros foi orientada ao longo do ângulo de posição onde imagens prévias indicavam que o gás em emissão é mais estendido (Mulchaey et al. 1996, Baum et al. 1988).

A emissão estendida cobre um intervalo em distância ao núcleo que vai de 500 pc a 12 kpc, com as Rádio-galáxias apresentando as maiores extensões e as galáxias Seyfert com extensão máxima de 6 kpc.

Caracterizando os observáveis do gás

Extinção

Não observamos diferenças significativas nos valores de $E(B-V)$ para as galáxias Seyfert e Rádio-galáxias. Observamos que em 6 das 18 galáxias Seyfert 2, 4 das 6 galáxias Seyfert 1 e 3 das 5 Rádio-galáxias a distribuição de $E(B-V)$ indica valores menores no núcleo quando comparado com regiões mais externas. Este resultado afirma a significância deste tipo de comportamento previamente encontrado em 3 de 19 AGNs por Veilleux et al. (1995), e pode ser compreendido como uma menor quantidade de poeira no núcleo devido à destruição/expulsão dos grãos de poeira pelo campo de radiação gerado no AGN e/ou por choques, ou ainda como consequência de efeitos de profundidade ótica que podem estar presentes de modo que as regiões mais internas (e portanto mais obscurecidas) possam estar bloqueadas por nuvens óticamente espessas. Ao menos no caso das galáxias Seyfert 1 e das Rádio-galáxias acreditamos que a primeira hipótese é a mais adequada.

Densidade

Com relação a densidade do gás, as densidades eletrônicas indicam não haver diferença significativa entre galáxias Seyfert 1 e Seyfert 2. Já as Rádio-galáxias apresentam na NLR valores de densidade cerca de 2 vezes menores que os encontrados nas galáxias Seyfert. Em todas as classes encontramos gás na ENLR com densidade acima do limite de baixa densidade. Estes valores observados de densidade implicam que a região emissora está associada a nuvens de gás e não a gás difuso “internuvem”.

Brilho superficial e raio de influência do AGN

A distribuição do brilho superficial em [O III] é, em média, mais centralmente concentrada do que a distribuição do brilho superficial do [O II] λ 3727 e de $H\alpha$ (Fraquelli & Storchi-Bergmann 2000c). Uma possível explicação é que os fótons de mais alta energia são consumidos nas regiões mais próximas ao núcleo e/ou há a contribuição de outras fontes de ionização (e.g. regiões H II) nas regiões mais externas. Observamos que as galáxias Seyfert 2 parecem apresentar brilhos superficiais centrais (obtidos pelo ajuste de uma distribuição tipo lei-de-potência aos perfis observados) maiores que os encontrados para as galáxias Seyfert 1 e as Rádio-galáxias.

Quando comparamos os brilhos superficiais das linhas [OIII] λ 5007 e $H\alpha$ observamos que são proporcionais entre si, e que esta proporcionalidade se mantém em todos os intervalos de distância à fonte central considerados. Isto suporta o cenário de uma mesma fonte ionizante para as duas linhas. Quando consideramos os intervalos de distância à fonte central encontramos que tipicamente as regiões com $r < 2$ kpc se caracterizam por permanecer com alta excitação $[OIII]/H\alpha \geq 1$. Mais externamente a dispersão aumenta e encontramos gás tanto com $[OIII]/H\alpha \geq 1$ como com $[OIII]/H\alpha \leq 1$ para as galáxias Seyfert – o que interpretamos como o aumento da contribuição de outros mecanismos de ionização à formação das linhas de emissão do gás. Para as Rádio-galáxias o gás tende a permanecer – em média – no regime de alta excitação, mesmo além de 2 kpc do núcleo.

Estabelecemos então a distância à fonte central de 2 kpc como o *raio de influência* onde o efeito do AGN domina quase que absolutamente a emissão do gás ionizado nas galáxias Seyfert – embora mais externamente sua influência não possa ser desconsiderada. Para as Rádio-galáxias observamos que o *raio de influência* do AGN deve ser maior do que 2 kpc.

Massa de gás ionizado

A massa de gás ionizado, obtida a partir da luminosidade $H\alpha$, indica valores no intervalo 10^4 – $10^7 M_{\odot}$. A NLR contribui tipicamente com $\sim 10\%$, 30% e 15% da massa total de gás ionizado observado nas galáxias Seyfert 1, Seyfert 2 e Rádio-galáxias, respectivamente. Quando separamos as galáxias por classe de atividade, encontramos que as galáxias Seyfert 2 tendem a apresentar uma massa de gás ionizado no núcleo maior que a encontrada nas galáxias Seyfert 1 – com o inverso acontecendo quando analisamos a região estendida.

As Rádio-galáxias apresentam maior massa de gás ionizado que as galáxias Seyfert, tanto na região correspondente ao núcleo como nas regiões mais externas ao mesmo. Entretanto, o cálculo da massa superficial de gás ionizado mostra que se considerarmos a dimensão espacial da região integrada nas observações, o maior valor da massa de gás ionizado nas Rádio-galáxias pode ser compreendido pela maior área abrangida no plano do céu por estas últimas. Quando agrupamos as galáxias por tipo morfológico de Hubble, observamos que a massa superficial de gás ionizado é levemente maior para as galáxias de tipo mais tardio, decrescendo à medida que nos “deslocamos” para as galáxias de tipo S0/E – seguindo a tendência observada para o HI em galáxias normais por Roberts & Haynes (1994).

Comparamos também a massa de gás ionizado com o valor da luminosidade na banda B. Tipicamente, obtemos valores da razão M_{H^+}/L_B no intervalo 10^{-2} – 10^{-4} . O valor da razão M_{H^+}/L_B

foi então comparado com os valores obtidos para a razão M_{HI}/L_B de galáxias de mesmo tipo de Hubble que as galáxias hospedeiras de AGNs. A razão M_{HI}/L_B é sistematicamente menor que M_{HI}/L_B de galáxias normais indicando que, se as galáxias ativas estudadas têm uma quantidade de gás semelhante a das galáxias normais de mesmo tipo de Hubble, o AGN presente não emite energia suficiente para transformar todo o reservatório de HI em H^+ . Entretanto, ao compararmos diretamente a massa superficial de H^+ com a de HI de galáxias normais (obtidas de Roberts & Haynes 1994) vemos que a diferença entre os valores de ambas é menor do que a que estimamos pela razão M_{HI}/L_B , o que indica que parte da razão M_{HI}/L_B ser menor se deve ao fato de L_B ser maior, em média, na nossa amostra do que no valor médio das galáxias amostradas por Roberts & Haynes (1994).

Corrigindo a luminosidade da banda B apenas pela extinção da Via-Láctea, e assumindo uma razão massa-luminosidade para a banda B típica do tipo morfológico de Hubble das galáxias hospedeiras, encontramos que a massa de gás ionizado corresponde em média da ordem de 0.1% da massa estelar – sendo, em média, uma ordem de grandeza menor que a massa superficial de HI em galáxias normais apresentada por Roberts & Haynes (1994).

Excitação do gás e raio de influência do AGN

Galáxias Seyfert são caracterizadas por valores médios maiores da razão $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ nos 2 kpc centrais do que as Rádio-galáxias. Entretanto, para regiões mais externas do que 2 kpc estes valores são similares. Se assumirmos esta razão de linhas como um indicador da abundância química do nitrogênio relativamente ao hidrogênio, este comportamento sugeriria que a abundância do nitrogênio é maior nos núcleos das galáxias Seyfert do que no núcleo das Rádio-galáxias, sendo similar (e menor) nas regiões mais distantes do AGN.

Galáxias Seyfert são caracterizadas por uma maior excitação (medida pela razão $[\text{O III}]/\text{H}\beta$) na região central ($r \leq 2$ kpc) do que as Rádio-galáxias, com a excitação decrescendo com a distância ao AGN. Este resultado é consistente com o que obtemos pela análise do brilho superficial das linhas de emissão – e que sugere a distância de 2 kpc à fonte central como o *raio de influência*, onde a presença do AGN domina sobre todos os outros mecanismos de formação de linha. Entretanto, mesmo mais externamente o AGN continua a influenciar fortemente a emissão do gás. Já as Rádio-galáxias de nossa amostra apresentam uma tendência de crescimento da excitação com a distância ao núcleo. Uma explicação para este comportamento é de que as densidades do gás nas regiões mais distantes observadas nas Rádio-galáxias são mais baixas que nas Seyfert, produzindo o maior $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ observado. Porém, a excitação nestas regiões mais externas das Rádio-galáxias ainda é um pouco menor que a das regiões internas das galáxias Seyfert.

O valor crescente de $\text{HeII}/\text{H}\beta$ médio do núcleo até $\lesssim 2$ kpc nas galáxias Seyfert indica que, se a emissão do gás é produzida pelo campo de radiação do AGN, a espessura das nuvens diminui desde o núcleo até 2 kpc – produzindo um aumento da contribuição das nuvens limitadas por matéria à emissão observada nestas regiões (Binette et al. 1996). Uma outra hipótese levantada para explicar este efeito nas galáxias Seyfert 2 é que há um bloqueio das regiões mais ionizadas próximas à fonte central. Se este fosse o caso, deveríamos encontrar para as galáxias Seyfert 1 valores de $\text{HeII}/\text{H}\beta$ nucleares maiores do que nas galáxias Seyfert 2 – o que não acontece. Concluímos portanto que as distribuições observadas de $\text{HeII}/\text{H}\beta$ confirmam a presença de nuvens

limitadas por matéria na ENLR de AGNs (Viegas-Aldrovandi 1988, Binette et al. 1996). No caso das Rádio-galáxias o $\text{HeII}/\text{H}\beta$ continua alto além dos 2 kpc, indicando que as nuvens limitadas por matéria contribuem proporcionalmente mais para a emissão observada que as limitadas por radiação mesmo para grandes distâncias à fonte.

As galáxias Seyfert apresentam um gradiente no valor médio da razão $[\text{N II}]/[\text{O II}]$ em função da distância à fonte central, com os núcleos apresentando os maiores valores. Isto sugere que a abundância química do nitrogênio, relativamente à do oxigênio, tende a decrescer com o aumento da distância ao AGN. No caso das Rádio-galáxias, estas se caracterizariam por valores uniformes por toda a extensão espacial observada.

Tanto nas galáxias Seyfert como nas Rádio-galáxias observamos uma tendência de crescimento no valor médio de $[\text{OI}]/[\text{OIII}]$ para as regiões emissoras mais afastadas do AGN. Isto indica que mais externamente a componente de alta excitação decresce com o crescimento da componente parcialmente ionizada, sugerindo que os fótons que mais eficientemente ionizam o OII se esgotam nas regiões mais próximas ao AGN – o que é consistente com os resultados obtidos da análise das distribuições espaciais do brilho superficial nas linhas de emissão do $[\text{O III}]$, $[\text{O II}]$ e $\text{H}\alpha$ (Fraquelli & Storchi-Bergmann 2000c).

Modelos de fotoionização

A análise das linhas de emissão através do diagrama diagnóstico $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ vs. $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ suporta os resultados obtidos da análise dos brilhos superficiais do $[\text{O III}]$ e do $\text{H}\alpha$ e pela distribuição espacial dos valores observados na razão $[\text{O III}]/\text{H}\beta$. A excitação do gás mostra que sua emissão é dominada pela presença do AGN – com algumas poucas regiões emissoras ocupando a região consistente com a emissão de regiões H II. A análise do diagrama diagnóstico $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ vs. $[\text{O II}]/[\text{O III}]$ mostra que a excitação do gás é bem descrita por sequências de modelos de fotoionização com uma fonte ionizante tipo lei-de-potência.

Modelos de fotoionização de componente única reproduzem a maior parte das razões de linha observadas, mas falham em reproduzir os diagramas que envolvem a razão $\text{HeII}/\text{H}\beta$, bem reproduzidas pelos modelos $A_{M/I}$.

Verificamos que os modelos de fotoionização requerem que as nuvens de gás não sejam opticamente espessas, ainda que deixem de absorver uma fração muito pequena da radiação ionizante incidente ($\sim 3\%$) – isto é válido tanto para modelos de fotoionização de componente única como os de $A_{M/I}$. Esta não-absorção é necessária para reproduzir a intensidade das linhas de muito baixa excitação, como o $[\text{OI}]$, com relação às de mais alta excitação, como o $[\text{OIII}]$.

Variações do índice espectral α permitem uma melhor concordância entre os modelos e as observações. Estas variações tanto podem refletir um intervalo de α característico dos AGNs como a necessidade da inclusão de uma componente adicional ao espectro ionizante. Alternativamente, pode refletir ainda a soma destas duas possibilidades. Embora as sequências de $A_{M/I}$ para diferentes índices espectrais da SED permitam uma melhor concordância entre os modelos e as observações elas falham em reproduzir o espalhamento observado na razão $[\text{NII}]/[\text{OII}]$.

O espalhamento acima só pode ser reproduzido pelos modelos de fotoionização através de variações da metalicidade do gás, que permitem também uma melhor cobertura das observações

em todos os diagramas diagnóstico. A metalicidade global de todos os elementos varia no intervalo $[0.5\odot, 3\odot]$. Além disto, verifica-se que o gás nuclear em geral apresenta nitrogênio supersolar, enquanto que o gás mais externo é menos metálico, apresentando nitrogênio subsolar. Verificamos que as observações são consistentes com a natureza secundária do nitrogênio (a abundância química do nitrogênio com relação ao oxigênio é proporcional à abundância química do oxigênio com relação ao hidrogênio) observada em galáxias normais (Vila-Costas & Edmunds 1992, 1993) e em galáxias Seyfert (Storchi-Bergmann et al. 1996, 1998). Concluímos que é necessário considerar a presença de variações de metalicidade do gás para reproduzir o intervalo observado da razão $[\text{NII}]/[\text{OII}]$, o que está de acordo com o gradiente de metalicidade que encontramos em Fraquelli et al. (2000) para a galáxia Seyfert 1 ESO 362-G18.

De uma maneira geral, verificamos que modelos de fotoionização reproduzem melhor nossos dados observacionais (principalmente as linhas de emissão do $[\text{OI}]$ e HeII) do que os modelos de choques e choque + precursor desenvolvidos por Dopita & Sutherland (1995, 1996).

Finalmente, verificamos que à medida que nos afastamos dos núcleos das galáxias, os valores das razões de linhas tendem a ser intermediários entre os de AGN e de regiões H II, e só podemos reproduzi-los considerando uma mistura de gás ionizado pelo AGN e por regiões H II. A contribuição de regiões H II ao espectro integrado é importante sobretudo nas regiões mais distantes que 2 kpc do AGN. Este resultado está de acordo com as conclusões obtidas neste sentido do estudo do brilho superficial das linhas e da excitação do gás.

Fonte central

Calculamos a luminosidade da fonte central das galáxias da amostra adotando as hipóteses de que as nuvens de gás são limitadas por radiação, que o contínuo de fótons ionizantes da fonte é emitido isotropicamente, que o *torus* predito pelo modelo unificado provoca uma geometria de “escape” para os fótons ionizantes na forma de um cone e que o gás ionizado está contido pelos limites deste cone. Este método utiliza como observáveis a diluição geométrica da radiação da fonte central, bem como a luminosidade observada nas linhas de recombinação do HI. Verificamos que as taxas de fótons ionizantes emitidas pela fonte central, derivadas pelo método acima, são cerca de uma ordem de grandeza maiores do que as obtidas se utilizássemos somente os valores integrados da emissão nas linhas, sem considerar a diluição geométrica.

Sob a aproximação de que as nuvens de gás são ópticamente espessas aos fótons de Lyman (mas ópticamente finas aos fótons de Balmer), derivamos o índice espectral da SED (lei-de-potência $F_\nu \propto \nu^{-\alpha}$) entre 13.6–54.4 eV, a partir da média das razões de $\text{HeII}/\text{H}\beta$ observadas para cada galáxia. O índice espectral médio para as galáxias Seyfert foi determinado como sendo $\alpha = 1.3$, reunidos em dois grupos centrados em $\alpha = 1.0$ e $\alpha = 1.6$.

A partir da taxa de fótons ionizantes determinada anteriormente, e mediante o índice espectral acima (e sua extrapolação para a região espectral dos *raios-X*) derivamos qual seria a luminosidade em *raios-X* L_X^{pred} emitida pela fonte central de cada AGN investigado. A comparação destas luminosidades com os valores observados L_X^{ac} pelo satélite ASCA evidencia que L_X^{pred} para as galáxias Seyfert 2 *recupera* bem a emissão intrínseca em *raios-X* L_X^{ac} quando $N_{\text{H}} < 10^{24} \text{ cm}^{-2}$. Concluímos então que, nestes casos, a extrapolação espectral do regime ótico e ultravioleta (UV) fornece uma boa estimativa da emissão de alta energia do AGN.

Nas galáxias Seyfert 2 Compton espessas, nas quais temos que $N_{\text{H}} > 10^{24} \text{ cm}^{-2}$, a fonte central do AGN não é observada diretamente na banda de energia do satélite ASCA. Então, esperamos que L_{X}^{ac} subestime severamente o verdadeiro fluxo de fótons nesta banda de energia. De fato, encontramos que $L_{\text{X}}^{\text{ac}} \ll L_{\text{X}}^{\text{pred}}$ nestes casos e isto sugere que $L_{\text{X}}^{\text{pred}}$ serve para estimar a emissão intrínseca em raios-X nas galáxias Compton espessas.

Seguindo uma abordagem já usada anteriormente por Storchi-Bergmann et al. (1992b) estimamos a luminosidade predita para um *torus* que envolve a fonte central, absorve toda a radiação incidente sobre ele e re-emite esta energia no infravermelho como um corpo-negro. Comparamos esta luminosidade predita para o *torus* com a luminosidade observada no infravermelho a partir do satélite IRAS e encontramos que as luminosidades preditas são consistentes com as observadas. Verificamos também que a luminosidade predita para o *torus* cresce juntamente com a razão observada nas bandas IRAS $\frac{L_{\text{IR}}^{\text{warm}}(12+25\mu\text{m})}{L_{\text{IR}}^{\text{tot}}(12-100\mu\text{m})}$, o que indica que a presença do AGN provoca o aquecimento da poeira próxima a este. Observamos também que é possível, a partir desta comparação, distinguir os objetos nos quais a poeira é aquecida por *starbursts nucleares* dos que a poeira é aquecida principalmente pelo AGN.

Apêndice A

The extended gas of Seyfert 2 Galaxies: implications for the nuclear source. Fraquelli, H. A.; Storchi-Bergmann, T.; Levenson, N. A.

Artigo publicado no M.N.R.A.S., v. 341, n. 2, pp. 449-463, maio de 2003.

Apêndice B

Referências

Referências

- [1] ALLEN, C. W. *Astrophysical quantities*. New York: Oxford University Press, 1973.
- [2] ALLEN, M. et al. Physical conditions in the Seyfert galaxy NGC 2992. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 511, n. 2, p. 686-708, Feb. 1999. pt. 1.
- [3] ALLOIN, D. et al. A snapshot of the continuous emission of the active galactic nucleus in NGC 3783 from gamma-ray to radio wavelengths. *Astron. Astrophys.*, Berlin, v. 293, n. 2, p. 293-308, Jan. 1995.
- [4] ANTONUCCI, R. R. J.; MILLER, J. S. Spectropolarimetry and the nature of NGC 1068. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 297, n. 2, p. 621-632, Oct. 1985. pt. 1.
- [5] ANTONUCCI, R. R. J. Unified models for active galactic nuclei and quasars. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, Palo Alto, v. 31, p. 473-521, 1993.
- [6] ARNAUD, K. A. et al. X-ray observations of the Ophiuchus, PKS 0745-191 and Cygnus A clusters of galaxies. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 227, n. 1, p. 241-256, July 1987.
- [7] AWAKI, H. et al. X-ray implications of a unified model of Seyfert galaxies. *Publ. Astron. Soc. Japan*, Tokyo, v. 43, n. 2, p. 195-212, Mar. 1991.
- [8] BALDWIN, L.; PHILLIPS, M. M.; TERLEVICH, R. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, San Francisco, v. 93, n. 551, p. 5-19, Feb. 1981.
- [9] BAUM, S. A. et al. Extended optical-line-emitting gas in radio-galaxies: broad-band optical, narrow-band optical, and radio imaging of a representative sample. *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, Chicago, v. 68, n. 4, p. 643-714, Dec. 1988.
- [10] BERGERON, J.; PETITJEAN, P.; DURRET, F. The high excitation extended gas in NGC 1068: a probe to the central hidden absorbing torus. *Astron. Astrophys.*, Berlin, v. 213, n. 1/2, p. 61-74, Apr. 1989.
- [11] BICA, E. D. Population synthesis in galactic nuclei using a library of star clusters. *Astron. Astrophys.*, Berlin, v. 195, n. 1/2, p. 76-92, Apr. 1988.

- [12] BINETTE, L.; DOPITA, M. A.; TUOHY, I. R. Radiative shock-wave theory. II. High-velocity shocks and thermal instabilities. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 297, n. 2, p. 476-491, Oct. 1985. pt. 1.
- [13] BINETTE, L. et al. Effects of internal dust on the narrow-line region Lyman and Balmer decrements. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 414, n. 2, p. 535-551, Sept. 1993a. pt. 1.
- [14] BINETTE, L. et al. Lyman α emission from thick clouds photoionized by the metagalactic radiation. *Astron. J.*, New York, v. 105, n. 3, p. 792-815, Mar. 1993b.
- [15] BINETTE, L.; WILSON, A. S.; STORCHI-BERGMANN, T. Excitation and temperature of extended gas in active galaxies. II. Photoionization models with matter-bounded clouds. *Astron. Astrophys.*, Berlin, v. 312, n. 2, p. 365-379, Aug. 1996.
- [16] BINNEY, J.; MERRIFIELD, M. *Galactic astronomy*. Princeton: Princeton University Press, 1998.
- [17] BOLLER, T. et al. ROSAT all sky survey observations of IRAS galaxies. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 261, n. 1, p. 57-77, Mar. 1992.
- [18] CALZETTI, D.; KINNEY, A. L.; STORCHI-BERGMANN, T. Dust extinction of the stellar continua in starburst galaxies: the ultraviolet and optical extinction law. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 429, n. 2, p. 582-601, July 1994. pt. 1.
- [19] CLAUSSEN, M. J.; LO, K. Y. Circumnuclear water vapor masers in active galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 308, n. 2, p. 592-599, Sept. 1986. pt. 1.
- [20] CONTINI, M.; ALDROVANDI, S. M. V. Composite models for the narrow emission line region of active galactic nuclei. *Astron. Astrophys.*, Berlin, v. 127, n. 1, p. 15-24, Oct. 1983.
- [21] CORBIN, M. R.; BALDWIN, J. A.; WILSON, A. S. Kinematics and ionization of extended gas in active galaxies. IV. The Seyfert 2 galaxy NGC 4388. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 334, n. 2, p. 584-596, Nov. 1988. pt. 1.
- [22] De ROBERTIS, M. M.; OSTERBROCK, D. E. An analysis of the narrow-line profiles in high ionization Seyfert galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 286, n. 1, p. 171-185, Nov. 1984. pt. 1.
- [23] De ROBERTIS, M. M.; OSTERBROCK, D. E. An analysis of the narrow line profiles in Seyfert 2 galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 301, n. 2, p. 727-741, Feb. 1986. pt. 1.
- [24] DOPITA, M. A.; SUTHERLAND, R. S. Spectral signatures of fast shocks. II. Optical diagnostic diagrams. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 455, n. 2, p. 468-479, Dec. 1995. pt. 1.
- [25] DOPITA, M. A.; SUTHERLAND, R. S. Spectral signatures of fast shocks. I. Low-density model grid. *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, Chicago, v. 102, n. 1, p. 161-188, Jan. 1996.
- [26] DURRET, F. Long slit spectroscopy of emission line galaxies. II. Physical properties of the ionized gas and general characteristics. *Astron. Astrophys.*, Berlin, v. 229, n. 2, p. 351-361, Mar. 1990.

- [27] EVANS, I. N. et al. HST imaging of the inner 3 arcseconds of NGC 1068 in the light of forbidden OIII 5007-A. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 369, n. 2, p. L27-L30, Mar. 1991. pt. 2.
- [28] EVANS, I. N. et al. An atlas of H II regions in nearby Seyfert galaxies. *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, Chicago, v. 105, n. 1, p. 93-127, July 1996.
- [29] EVANS, I. N. et al. The excitation mechanism of emission-line regions in Seyfert galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 521, n. 2, p. 531-546, Aug. 1999. pt. 1.
- [30] FANAROFF, B. L.; RILEY, J. M. The morphology of extragalactic radio sources of high and low luminosity. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 167, n. 1, p. 31p-36p, Apr. 1974.
- [31] FABIAN, A. C. et al. An X-ray, optical and radio study of PKS 0745-191: a massive cooling flow. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 216, n. 4, p. 923-932, Oct. 1985.
- [32] FERLAND, G. J.; OSTERBROCK, D. E. IUE spectra and a resulting model of Seyfert 2 galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 300, n. 2, p. 658-668, Jan. 1986. pt. 1.
- [33] FERNANDES, R. C.; STORCHI-BERGMANN, T.; SCHMITT, H. R. The stellar content of active galaxies. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 297, n. 3, p. 779-616, July 1998.
- [34] FERNANDES, R. C. et al. Empirical diagnostics of the Starburst-AGN connection. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 558, n. 1, p. 81-108, Sept. 2001.
- [35] FERRUIT, P. et al. Modeling extragalactic bowshocks. *Astron. Astrophys.*, Berlin, v. 322, n. 1, p. 73-85, July 1997.
- [36] FERRUIT, P. et al. The extended emission-line region of the Seyfert galaxy Mrk 573. *Astron. Astrophys.*, Berlin, v. 309, n. 1, p. 1-25, May 1999.
- [37] FERRUIT, P.; WILSON, A. S.; MULCHAEY, J. S. Hubble space telescope WFPC2 imaging of a sample of early-type Seyfert galaxies. *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, Chicago, v. 128, n. 1, p. 139-169, May 2000.
- [38] FILIPPENKO, A. V.; HALPERN, J. P. NGC 7213: a key to the nature of LINERS? *Astrophys. J.*, Chicago, v. 285, n. 2, p. 458-474, Oct. 1984. pt. 1.
- [39] FILIPPENKO, A. V. Low-luminosity active galactic nuclei. In: OSTERBROCK, D. E.; MILLER, J. S. (Eds.). *Active galactic nuclei*. Dordrecht: Kluwer Academic, 1989. p. 495-512. (International Astronomical Union symposium, n. 134).
- [40] FILIPPENKO, A. V.; HO, L. C.; SARGENT, W. L. W. HST observations of NGC 4395, the least luminous Seyfert 1 nucleus: evidence against the starburst hypothesis for broad-lined active galactic nuclei. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 410, n. 2, p. L75-L78, June 1993. pt. 2.
- [41] FRAQUELLI, H. A. *O contínuo e a região estendida de linhas estreitas das galáxias ativas ESO 362-G8 e ESO 362-G18*. 1997. 73 f. Dissertação (Mestrado em Física) – Instituto de Física, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Porto Alegre, 1997.

- [42] FRAQUELLI, H. A.; STORCHI-BERGMANN, T.; BINETTE, L. The extended narrow-line region of the Seyfert 1 galaxy ESO 362-G18 versus that of the Seyfert 2 galaxy ESO 362-G8. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 532, n. 2, p. 867-882, Apr. 2000a. pt. 1.
- [43] FRAQUELLI, H. A.; STORCHI-BERGMANN, T. The ISM properties of Seyfert galaxies: the ENLR. In: ALLOIN, D.; OLSEN, K.; GALAZ, G. (Eds.). *Stars, gas and dust in galaxies: exploring the links*. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2000b. p. 217-220. (Astronomical Society of the Pacific conference series, 221).
- [44] FRAQUELLI, H. A.; STORCHI-BERGMANN, T. The ENLR properties of Seyfert galaxies. In: INTERNATIONAL CONFERENCE EMISSION LINES FROM JET FLOWS, 2000, Isla Mujeres, México. *Poster proceedings...* Edited by P. F. Velázquez; R. González. México: Instituto de Astronomía-UNAM, 2000c. p. 11-13.
- [45] GEORGE, I. M. et al. ASCA observations of Seyfert 1 galaxies. III. The evidence for absorption and emission due to photoionized gas. *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, Chicago, v. 114, n. 1, p. 73-120, Jan. 1998.
- [46] GOODRICH, R. W. Spectropolarimetry of 'narrow-line' Seyfert 1 galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 342, n. 1, p. 224-324, July 1989. pt. 1.
- [47] 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. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 546, n. 2, p. 845-865, Jan. 2001. pt. 1.
- [48] HANIFF, C. A.; WARD, M. J.; WILSON, A. S. High-excitation extranuclear gas in Seyfert galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 368, n. 1, p. 167-172, Feb. 1991. pt. 1.
- [49] HECKMAN, T. M.; CARTY, T. J.; BOTHUN, G. D. The effect of local galaxy density on the production of powerful radio sources by early-type galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 288, n. 1, p. 122-131, Jan. 1985. pt. 1.
- [50] HEISLER, C. A. Orientation and evolutionary effects in active galactic nuclei. *Publ. Astron. Soc. Aust.*, Melbourne, v. 15, n. 2, p. 167-175, July 1998.
- [51] HUBBLE, E. Extragalactic nebulae. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 64, p. 321-329, 1926.
- [52] JACKSON, J. M. et al. Dense molecular gas toward the nucleus of the Seyfert galaxy NGC 1068. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 418, n. 1, p. L13-L16, Nov. 1993. pt. 2.
- [53] KEEL, W. C. Inclination effects on the recognition of Seyfert galaxies. *Astron. J.*, New York, v. 85, n. 3, p. 198-203, Mar. 1980.
- [54] KEWLEY, L. J. et al. Theoretical modeling of Starburst galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 556, n. 1, p. 121-140, July 2001. pt. 1.
- [55] KHACHIKIAN, E. Y.; WEEDMAN, D. W. An atlas of Seyfert galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 192, n. 3, p. 581-589, Sept. 1974. pt. 1.

- [56] KINNEY, A. L. et al. The featureless continua and hydrogen lines of Seyfert 2 galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 377, n. 1, p. 100-114, Aug. 1991. pt. 1.
- [57] KINNEY, A. L. et al. An atlas of ultraviolet spectra of star-forming galaxies. *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, Chicago, v. 86, n. 1, p. 5-93, May 1993.
- [58] KROLIK, J. H.; BEGELMAN, M. C. Molecular tori in Seyfert galaxies: feeding the monster and hiding it. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 329, n. 2, p. 702-711, June 1988. pt. 1.
- [59] KROLIK, J. H. *Active galactic nuclei*. Princeton: Princeton University Press, 1999.
- [60] LAWRENCE, A.; ELVIS, M. Obscuration and the various kinds of Seyfert galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 256, n. 2, p. 410-426, May 1982. pt. 1.
- [61] LAWRENCE, A. Classification of active galaxies and the prospect of a unified phenomenology. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, San Francisco, v. 99, n. 615, p. 309-334, May 1987.
- [62] LEITHERER, C.; HECKMAN, T. Synthetic properties of Starburst galaxies. *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, Chicago, v. 96, n. 1, p. 9-38, Jan. 1995.
- [63] LEVENSON, N. A.; WEAVER, K. A.; HECKMAN, T. M. The Seyfert-Starburst connection in x-rays. II. Results and implications. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 550, n. 1, p. 230-242, Mar. 2001. pt. 1.
- [64] LIPARI, S.; TSVETANOV, Z.; MACCHETTO, F. High-resolution study of luminous infrared galaxies. I. The composite nature of the Seyfert 1 galaxy IRAS 20044-6114 (NGC 6860). *Astrophys. J.*, Chicago, v. 405, n. 1, p. 186-198, Mar. 1993. pt. 1.
- [65] LONGAIR, M. S. *High energy astrophysics*. Cambridge: Cambridge University Press, 1992.
- [66] MARTINI, P.; POGGE, R. W. Hubble Space Telescope observations of the CFA Seyfert 2 galaxies: the fueling of active galactic nuclei. *Astron. J.*, Chicago, v. 118, n. 6, p. 2646-2657, Dec. 1999.
- [67] MATHEWS, W. G.; FERLAND, G. J. What heats the hot phase in active nuclei? *Astrophys. J.*, Chicago, v. 323, n. 2, p. 456-467, Dec. 1987. pt. 1.
- [68] McCALL, M. L.; RYBSKI, P. M.; SHIELDS, G. A. The chemistry of galaxies. I. The nature of giant extragalactic H II regions. *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, Chicago, v. 57, n. 1, p. 1-62, Jan. 1985.
- [69] MILLER, J. S.; GOODRICH, R. W. Spectropolarimetry of high-polarization Seyfert 2 galaxies and unified Seyfert theories. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 355, n. 2, p. 456-467, June 1990. pt. 1.
- [70] MORRISON, R.; McCAMMON, D. Interstellar photoelectric absorption cross sections 0.03-10 keV. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 270, n. 1, p. 119-122, July 1983. pt. 1.

- [71] MULCHAEY, J. S. et al. Soft x-ray spectra of Seyfert 2 galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 414, n. 1, p. 144-153, Sept. 1993. pt. 1.
- [72] MULCHAEY, J. S.; WILSON, A. S.; TSVETANOV, Z. An emission-line imaging survey of early-type Seyfert galaxies. I. The observations. *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, Chicago, v. 102, n. 2, p. 309-367, Feb. 1996a.
- [73] MULCHAEY, J. S.; WILSON, A. S.; TSVETANOV, Z. An emission-line imaging survey of early-Type Seyfert galaxies. II. Implications for unified schemes. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 467, n. 1, p. 197-214, Aug. 1996b. pt. 1.
- [74] NAGAR, N. M. et al. Radio structures of Seyfert galaxies. VIII. A distance- and magnitude-limited sample of early-type galaxies. *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, Chicago, v. 120, n. 2, p. 209-245, Feb. 1999.
- [75] NORRIS, R. P. et al. Compact radio cores in extremely luminous far-infrared galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 359, n. 2, p. 291-295, Aug. 1990. pt. 1.
- [76] OSTERBROCK, D. E. Active galactic nuclei. *Q. J. R. Astron. Soc.*, London, v. 25, n. 1, p. 1-18, Mar. 1984.
- [77] OSTERBROCK, D. E. *Astrophysics of gaseous nebulae and galactic nuclei*. Mill Valley: University Science Books, 1989.
- [78] OSTERBROCK, D. E. The nature and structure of active galactic nuclei. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 404, n. 2, p. 551-562. Feb. 1993. pt. 1.
- [79] PELAT, D.; ALLOIN, D.; FOSBURY, R. A. E. High resolution line profiles in the Seyfert galaxy NGC 3783: the structure of the emitting regions. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 195, n. 3, p. 787-804, June 1991.
- [80] PETERSON, B. M. *An introduction to active galactic nuclei*. Cambridge: Cambridge University Press, 1997.
- [81] PIER, E. A.; KROLIK, J. H. Infrared spectra of obscuring dust tori around active galactic nuclei. I. Computational method and basic trends. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 401, n. 1, p. 99-109, Dec. 1992a. pt. 1.
- [82] PIER, E. A.; KROLIK, J. H. Radiation-pressure supported obscuring tori around active galactic nuclei. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 399, n. 1, p. L23-L26, Nov. 1992b. pt. 2.
- [83] PIERRE, M.; STARCK, J.-L. X-ray structures in galaxy cluster cores. *Astron. Astrophys.*, Berlin, v. 330, n. 2, p. 801-818, Feb. 1998.
- [84] PLANESAS, P.; SCOVILLE, N.; MYERS, S. T. High-resolution aperture synthesis of molecular gas in NGC 1068. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 369, n. 2, p. 364-371, Mar. 1991. pt. 1.
- [85] POGGE, R. W. A extended ionizing radiation cone from the nucleus of the Seyfert 2 galaxy NGC 1068. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 328, n. 2, p. 519-522, May 1988a. pt. 1.

- [86] POGGE, R. W. Extended ionized gas in the Seyfert 2 galaxy NGC 4388. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 332, n. 2, p. 702-710, Sept. 1988b. pt. 1.
- [87] POGGE, R. W. The circumnuclear environment of nearby, noninteracting Seyfert galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 345, n. 2, p. 730-751, Oct. 1989. pt. 1.
- [88] POGGE, R. W.; de ROBERTIS, M. M. Extended near-ultraviolet continuum emission and the nature of the polarized broad-line Seyfert 2 galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 404, n. 2, p. 563-569, Feb. 1993. pt. 1.
- [89] QUILLEN, A. C. et al. NICMOS imaging of molecular hydrogen emission in Seyfert galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 527, n. 2, p. 696-708, Dec. 1999. pt. 1.
- [90] REGAN, M. W.; MULCHAEY, J. S. Using Hubble space telescope imaging of nuclear dust morphology to rule out bars fueling Seyfert nuclei. *Astron. J.*, New York, v. 117, n. 6, p. 2676-2694, June 1999.
- [91] REYNOLDS, C. S. An x-ray spectral study of 24 type 1 active galactic nuclei. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 286, n. 3, p. 513-537, Apr. 1997.
- [92] ROBERTS, M. S.; HAYNES, M. P. Physical parameters along the Hubble sequence. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, Palo Alto, v. 32, p. 115-152, 1994.
- [93] RODRÍGUEZ-ARDILA, A. *Galáxias Seyfert I normais e de linhas estreitas: propriedades físicas do gás em emissão*. 1999, 111 f. Tese (Doutorado em Ciências) – Instituto de Física, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Porto Alegre, 1999.
- [94] ROWAN-ROBINSON, M. On the unity of activity in galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 213, n. 3, p. 635-647, May 1977. pt. 1.
- [95] ROWAN-ROBINSON, M.; CRAWFORD, J. Models for infrared emission from IRAS galaxies. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 238, n. 2, p. 523-558, May 1989.
- [96] SARAZIN, C.; BAUM, S. A.; O'DEA, C. P. Unusual radio structures in the cooling flows cluster 2A 0335+096. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 451, n. 1, p. 125-146, Sept. 1995. pt. 1.
- [97] SCHMIDT, M.; GREEN, R. F. Quasar evolution derived from the Palomar bright quasar survey and other complete quasar surveys. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 269, n. 2, p. 352-374, June 1983. pt. 1.
- [98] SCHMITT, H. R.; STORCHI-BERGMANN, T.; BALDWIN, J. Anisotropic high-excitation emission and chemical abundances in the Seyfert 2 galaxy NGC 5643. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 423, n. 1, p. 237-247, Mar. 1994. pt. 1.
- [99] SCHMITT, H. R.; STORCHI-BERGMANN, T.; FERNANDES, R. C. Spectral synthesis of the nuclear regions of Seyfert 2 and radio galaxies. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 303, n. 1, p. 173-178, Feb. 1999.
- [100] SCHMITT, H. R. et al. Jet directions in Seyfert galaxies: radio continuum imaging data. *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, Chicago, v. 132, n. 2, p. 199-209, Feb. 2001.

- [101] SCHULZ, H. Outflow and radiation cones in the narrow-line region of NGC 4151. *Astron. J.*, New York, v. 99, n. 5, p. 1442-1455, May 1990.
- [102] SEATON, M. J. Interstellar extinction in the UV. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 187, n. 1, p. 73p-76p, June 1979.
- [103] SEYFERT, C. K. Nuclear emission in spiral nebulae. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 97, p. 28-40, 1943. pt. 1.
- [104] STORCHI-BERGMANN, T.; BONATTO, C. Detection of a forbidden O III 5007-A radiation cone in the nuclei of NGC 1365 and 7582. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 250, n. 1, p. 138-143, May 1991.
- [105] STORCHI-BERGMANN, T.; WILSON, A. S.; BALDWIN, J. A. The ionization cone, obscured nucleus, and gaseous outflow in NGC 3281: a prototypical Seyfert 2 galaxy? *Astrophys. J.*, Chicago, v. 396, n. 1, p. 45-61, Sept. 1992. pt. 1.
- [106] STORCHI-BERGMANN, T.; MULCHAEY, J. S.; WILSON, A. S. Infrared emission in Seyfert 2 galaxies: reprocessed radiation from a dusty torus? *Astrophys. J.*, Chicago, v. 395, n. 2, p. L73-77, Aug. 1992. pt. 2.
- [107] STORCHI-BERGMANN, T.; CALZETTI, D.; KINNEY, A. L. Ultraviolet to near-infrared spectral distributions of star-forming galaxies: metallicity and age effects. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 429, n. 2, p. 572-581, July 1994. pt. 1.
- [108] STORCHI-BERGMANN, T.; WILSON, A. S.; BALDWIN, J. A. Nuclear rings in active galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 460, n. 1, p. 252-270, Mar. 1996. pt. 1.
- [109] STORCHI-BERGMANN, T. et al. Circumnuclear star formation in active galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 472, n. 1, p. 83-101, Nov. 1996. pt. 1.
- [110] STORCHI-BERGMANN, T. et al. Excitation and temperature of extended gas in active galaxies. I. Observations. *Astron. Astrophys.*, Berlin, v. 312, n. 2, p. 357-364, Aug. 1996.
- [111] STORCHI-BERGMANN, T. et al. Chemical abundance calibrations for the narrow-Line region of active galaxies. *Astron. J.*, New York, v. 115, n. 3, p. 909-914, Mar. 1998.
- [112] STORCHI-BERGMANN, T.; RAIMANN, D.; BICA, E. D.; FRAQUELLI, H. A. The frequency of nuclear star formation in Seyfert 2 galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 544, n. 2, p. 747-762, Dec. 2000. pt. 1.
- [113] STORCHI-BERGMANN, T. et al. Circumnuclear stellar population, morphology, and environment of Seyfert 2 galaxies: an evolution scenario. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 559, n. 1, p. 147-156, Sept. 2001. pt. 1.
- [114] TAYLOR, D.; DYSON, J. E.; AXON, D. J. Bowshocks and the formation of the narrow-line region of Seyfert galaxies. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 255, n. 2, p. 351-368, Mar. 1992.

- [115] THEAN, A. et al. High-resolution radio observations of Seyfert galaxies in the extended 12- μ m sample. I. The observations. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 314, n. 3, p. 573-588, May 2000.
- [116] THUAN, T. X. Ultraviolet observations of Starburst and mini-Seyfert galactic nuclei. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 281, n. 1, p. 126-134, June 1984. pt. 1.
- [117] TRAN, H. D.; MILLER, J. S.; KAY, L. E. Detection of obscured broad-line regions in four Seyfert 2 galaxies. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 397, n. 2, p. 452-456, Oct. 1992. pt. 1.
- [118] TRAN, H. D. The nature of Seyfert 2 galaxies with obscured broad-line regions. II. Individual objects. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 440, n. 2, p. 578-596, Feb. 1995. pt. 1.
- [119] TSEVTANOV, Z.; PETROSIAN, A. R. H II Region populations in Seyfert galaxies. I. Database. *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, Chicago, v. 101, n. 2, p. 287-308, Dec. 1995.
- [120] TURNER, T. J. et al. ASCA observations of type 2 Seyfert galaxies. I. Data analysis results. *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, Chicago, v. 113, n. 1, p. 23-67, Nov. 1997.
- [121] ULVESTAD, J. S.; WILSON, A. S. Radio structures of Seyfert galaxies. VII. Extension of a distance-limited sample. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 343, n. 2, p. 659-671, Aug. 1989. pt. 1.
- [122] UNGER, S. W. et al. The extended narrow-line region in radio Seyferts: evidence for a collimated nuclear UV field? *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 228, n. 3, p. 671-679, Oct. 1987.
- [123] VEILLEUX, S.; OSTERBROCK, D. E. Spectral classification of emission-line galaxies. *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, Chicago, v. 63, n. 2, p. 295-310, Feb. 1987.
- [124] VEILLEUX, S. et al. Optical spectroscopy of luminous infrared galaxies. II. Analysis of the nuclear and long-slit data. *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, Chicago, v. 98, n. 1, p. 171-217, May 1995.
- [125] VEILLEUX, S.; GOODRICH, R. W.; HILL, G. J. Infrared spectroscopy of Seyfert 2 galaxies: a look through the obscuring torus? *Astrophys. J.*, Chicago, v. 477, n. 2, p. 631-660, Mar. 1997. pt. 1.
- [126] VIEGAS-ALDROVANDI, S. M.; CONTINI, M. A guideline to the interpretation of the narrow emission-line spectra of active galactic nuclei. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 339, n. 2, p. 689-699, Apr. 1989. pt. 1.
- [127] VIEGAS, S. M.; GOUVEIA DAL PINO, E. M. de The origin of the optical emission lines associated with extragalactic radio sources. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 384, n. 2, p. 467-473, Jan. 1992. pt. 1.
- [128] VIEGAS, S. M.; PRIETO, M. A. Probing photoionization models in two well-studied extended emission-line regions: Centaurus A and 3C 227. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 258, n. 3, p. 483-490, Oct. 1992.

- [129] VIEGAS-ALDROVANDI, S. Are the narrow-line regions of active galactic nuclei optically thick? *Astrophys. J.*, Chicago, v. 330, n. 1, p. L9-L12, July 1988. pt. 2.
- [130] VIEGAS-ALDROVANDI, S.; GRUENWALD, R. B. Integrated models for the narrow emission line region of active galactic nuclei. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 324, n. 2, p. 683-694, Jan. 1988. pt. 1.
- [131] VILA-COSTAS, M. B.; EDMUNDS, M. G. The relation between abundance gradients and the physical properties of spiral galaxies. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 259, n. 1, p. 121-145, Nov. 1992.
- [132] VILA-COSTAS, M. B.; EDMUNDS, M. G. The nitrogen-to-oxygen ratio in galaxies, and its implications for the origin of nitrogen. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 265, n. 1, p. 199-212, Nov. 1993.
- [133] WEAVER, K. A.; WILSON, A. S.; BALDWIN, J. A. Kinematics and ionization of extended gas in active galaxies. VI. The Seyfert 2 galaxy NGC 1386. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 366, n. 1, p. 50-63, Jan. 1991. pt. 1.
- [134] WHITTET, D. C. B. *Dust in the galactic environment*. New York: IOP Publishing, 1992.
- [135] WILSON, A. S. Extended emission-line regions as probes of nuclear activity in galaxies. In: WAGNER, S. J.; DUSCHL, W. J. (Eds.). *Physics of active galactic nuclei*, Berlin: Springer-Verlag, 1992. p. 70.
- [136] WILSON, A. S. et al. The ionization cones in the Seyfert galaxy NGC 5728. *Astrophys. J.*, Chicago, v. 419, n. 2, p. L61-L64, Dec. 1993. pt. 2.
- [137] WINKLER, H. An investigation into the properties of a subgroup of southern galaxies detected by the IRAS survey. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 234, n. 3, 703-711, Oct. 1988.
- [138] WINKLER, H. The extinction, flux distribution and luminosity of Seyfert 1 nuclei derived from $UBV(RI)_C$ aperture photometry. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Oxford, v. 292, n. 2, p. 273-288, Dec. 1997.
- [139] ZIRBEL, E.; BAUM, S. A. The ultraviolet continuum emission of radio-galaxies. I. Description of sources from the Hubble space telescope archives. *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, Chicago, v. 115, n. 2, p. 177-235, Apr. 1998.