UNIVERSIDADE FEDERAL DE ITAJUBÁ

# ESTUDO NO INFRAVERMELHO PRÓXIMO DA REGIÃO DE LINHAS ESTREITAS DE GALÁXIAS ATIVAS

Elaine Aparecida Carvalho

Itajubá, maio de 2008

# Livros Grátis

http://www.livrosgratis.com.br

Milhares de livros grátis para download.

**UNIVERSIDADE FEDERAL DE ITAJUBÁ**
**PROGRAMA DE PÓS-GRADUACÃO EM**
**FÍSICA E MATEMÁTICA APLICADA**

# ESTUDO NO INFRAVERMELHO PRÓXIMO DA REGIÃO DE LINHAS ESTREITAS DE GALÁXIAS ATIVAS

Elaine Aparecida Carvalho

Dissertação submetida ao Programa de Pós-Graduação em Física e Matemática Aplicada como parte dos requisitos necessários para a obtenção do Título de Mestre em Ciências em Física e Matemática Aplicada. Área de concentração em Astrofísica.

Orientador: Prof. Dr. Alberto Rodríguez Ardila

Maio de 2008
Itajubá -MG

*Só se vê bem com o coração: o essencial é invisível aos olhos.*

O Pequeno Príncipe, Antoine de Saint-Exupéry.

*Para Bosco, Zélia, Érica*
*e Baltazar*

# Agradecimentos

Agradeço a todos que colaboraram para a concretização deste sonho, em especial:

• A meus pais e à minha irmã, por todo carinho, compreensão e incentivo;
• Ao Baltazar, pela sua companhia, seu amor e por todas as palavras de força e de estímulo;
• Ao Prof. Alberto, pela orientação, disponibilidade, paciência e otimismo;
• Aos professores: Baeta, Renato Klippert, Newton Figueiredo, Bruno Castilho, Wilton Dias, Fabrício Barone e Vitório De Lorenci, pelos conhecimentos compartilhados durante este mestrado;
• À turma do mestrado de 2006 e 2007, pela convivência durante este período. Me isento de citar nomes para não correr o risco de esquecer alguém;
• Ao LNA, por ter cedido espaço físico e disponibilizado os equipamentos necessários para a realização da pesquisa;
• A todos os funcionários do LNA que, além de cumprir suas obrigações com competência, deixaram o ambiente de trabalho muito alegre e agradável;
• Ao Ivanildo e ao Prof. Alberto, pelas inúmeras vezes que me ajudaram com a instalações de programas e "pits" do computador;
• À Ana Cristina e ao Irapuã, pelas dicas no IDL;
• À Janaína, por sua ajuda e por toda a convivência fraterna durante esses dois anos;
• Ao Tio Sávio e ao primo Lelis, por terem trazido a minha moto até Itajubá;
• Ao Dário, por ter me emprestado o seu computador;
• Aos meus tios, primos e avós, por toda ajuda e torcida;
• À CAPES, pelo apoio financeiro;

Enfim, agradeço a Deus por ter colocado todas essas pessoas em minha vida.

# Resumo

Apresentamos neste trabalho, os espectros da região nuclear e estendida de 26 AGNs e 4 *Starbursts* no infravermelho próximo (NIR) com o objetivo de determinar a extensão do gás emissor, a distribuição do avermelhamento além de pesquisar a cinemática e os principais mecanismos de excitação e ionização do gás. As linhas que mais se estenderam no NIR foram [SIII] 0.953$\mu$m, HeI 1.083$\mu$m, [FeII] 1.257$\mu$m, Pa$\beta$, $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m e Br$\gamma$. Este conjunto de linhas foi utilizado para caracterizar as propriedades do gás emissor. A distribuição da luminosidade destas linhas indica que fotoionização pela fonte central é o mecanismo dominante de excitação do gás. O avermelhamento do gás foi determinado através de dois indicadores diferentes: linhas permitidas de hidrogênio e linhas proibidas de [FeII]. Os resultados foram comparados com aqueles já obtidos na região visível e indicam que a emissão infravermelha se origina em uma região mais interna do gás. Além disso, as discrepâncias entre os valores obtidos por dois indicadores diferentes sugerem que a poeira nos núcleos ativos e *Starbursts* não está distribuída em uma camada externa, mas misturada internamente com o gás emissor de forma não uniforme. A linha de [SIII] 0.953$\mu$m foi a mais estendida em 78% dos objetos da amostra, indicando que pode ser usada no NIR para mapear a excitação do gás, semelhante à linha de [OIII] $\lambda$5007 no visível. O tamanho da região emissora foi maior nas galáxias *Starbursts* (raio médio igual a 430 pc) do que nas galáxias Seyferts (raio médio igual a 280 pc), provavelmente devido ao fato de que a formação estelar ocorre ao longo de todo o disco galáctico na primeira. As galáxias Seyfert apresentaram valores entre $6 <$ [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta < 30$ e $3 <$ HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta < 10$, enquanto que nas Starbursts estas razões foram menores que 6 e 3, respectivamente. Foram testados vários diagramas de diagnósticos envolvendo razões de linhas no NIR, com o objetivo de separar objetos de acordo com o nível de atividade nuclear. Dois diagramas se destacam: [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ versus $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$ e [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ versus HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta$, sendo que o último é proposto, pela primeira vez, na literatura. Para 5 galáxias da amostra, são apresentadas curvas de rotação derivadas a partir da posição das linhas de [FeII] 1.257$\mu$m, Pa$\beta$, $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m e pela primeira vez na literatura pesquisada, para [SIII] 0.953$\mu$m e HeI 1.083$\mu$m. Encontramos, ainda, um perfil de duplo pico na linha de HeI 1.083$\mu$m, que foi interpretado como evidência de um *outflow* na região central da galáxia NGC 2110, além de uma componente larga nesta linha associada à uma região de linhas largas (BLR) obscurecida.

# Abstract

We present in this work the spectra of the nuclear and extended region of 26 AGN and 4 Starburst in the Near InfraRed (NIR), aiming to determine the extension of gas-emitting, the reddening distribution and also to investigate the kinematics and the main excitation mechanisms and gas ionization. The most extended lines in the NIR were [SIII] 0.953$\mu$m, HeI 1.083$\mu$m, [FeII] 1.257$\mu$m, Pa$\beta$, $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m e Br$\gamma$. This group of lines was used to caracterize the gas-emitting properties. The brightness distribution of these lines show that photoionization by central source is the dominant excitation mechanism of the gas. The gas reddening was determined through two differents indicators: hydrogen permitted lines and [FeII] forbidden lines. The results were compared with those already obtained in the visible region and indicate that infrared emission arise in the innermost region of the gas. Futhermore, the disagreement between the obtained values from two differents indicators suggest that the dust in active nuclei and in Starburst is not distributed in the external layer, but is internally mixed non-uniformly with the gas-emitting. [SIII] 0.953$\mu$m was the most extended line in 78% of the sample, indicating that it can be used in NIR to map the excitation of the gas, similar to the line [OIII] $\lambda$5007 in the visible. The size of the emission region was larger in Starburst galaxies (mean radius equal to 430 pc) than in Seyfert galaxies (mean radius equal to 280 pc), probably due to the fact that stellar formation happens throughout galactic disc in the former. Seyfert galaxies presented values between $6 <$ [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ $< 30$ and $3 <$ HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta$ $< 10$, while in Starbursts these ratios were smaller than 6 and 3, respectively. Several diagnostic diagram involving line ratios in the NIR were tested, aiming to separate objects according to the level of nuclear activity. Two diagrams stand out: [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ versus $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$ and [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ versus HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta$. The last diagram is proposed for the first time in the literature. For 5 galaxies in the sample, the rotation curve determined from the position of the lines [FeII] 1.257$\mu$m, Pa$\beta$, $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m is presented. For the first time in the literature, we present the rotation curve from [SIII] 0.953$\mu$m e HeI 1.083$\mu$m. We also find a double-peaked profile in the line HeI 1.083$\mu$m, which was interpreted as an evidence of an outflow in the central region of NGC 2110, besides a broad component in this line associated to an obscured Broad Line Region (BLR).

# Conteúdo


**1 Introdução** **1**

1.1 Os Núcleos Ativos . . . . . 1

1.2 Contínuo dos AGNs . . . . . 3

1.3 Fonte de energia nos AGNs . . . . . 4

1.4 Modelo Unificado . . . . . 8

1.5 Motivação e objetivos do trabalho . . . . . 11

**2 Observações, redução de dados e resultados** **15**

2.1 Técnicas de observação . . . . . 18

2.2 Imagens de calibração . . . . . 20

2.3 Extração espectral . . . . . 21

2.4 Procedimentos Pós Extração . . . . . 24

2.5 Resultados . . . . . 26

**3 Avermelhamento da NLR** **56**

3.1 Excesso de cor determinado a partir das linhas de HI . . . . . 57

3.2 Excesso de cor determinado a partir das linhas de [FeII] . . . . . 64

**4 Propriedades do gás emissor** **66**

4.1 Emissão da NLR na região visível . . . . . 66

4.2 Emissão estendida no Infravermelho Próximo . . . . . 69

4.3 Diagramas de diagnósticos para a classificação das galáxias com linhas em emissão . . . . . 85

4.3.1 Diagramas de diagnósticos na região visível . . . . . 85

4.3.2 Diagramas de diagnósticos na região infravermelha . . . . . 89

**5 Análise individual das galáxias 98**

5.1 NGC 2110 . . . . . 98

5.2 MRK 1066 . . . . . 102

5.3 NGC 7469 . . . . . 105

5.4 NGC 4151 . . . . . 107

5.5 ESO428-G014 . . . . . 109

**6 Considerações Finais e Perspectivas 112**

# Lista de Figuras


1.1 Comparação da distribuição de energia espectral de uma galáxia Seyfert 1 NGC 3783 e uma galáxia normal Sbc. . . . . 5
1.2 Figura esquemática do Modelo Padrão aceito atuamente para os AGNs. 7
1.3 Cones de ionização detectado na galáxia Seyfert 2, NGC 5728, através da imagem obtida com a Câmera Planetária de Campo Amplo, instalada no Telescópio Espacial Hubble. . . . . 9
1.4 Esquema do Modelo Unificado . . . . . 10

2.1 Exposição de campo plano registrado pelo detector do espectrômetro SpeX . . . . . 17
2.2 Curva teórica da transmissão da atmosfera para o pico Kitt (2080 m) durante o verão. . . . . 19
2.3 Localização das ordens no detector . . . . . 21
2.4 Exemplos do perfil espacial da estrela HD 109691 e da galáxia NGC 4151 para as diversas ordens espectrais . . . . . 22
2.5 Espectro resultante da combinação do sinal obtido no modo de observação AB para a galáxia NGC 4151 . . . . . 23
2.6 Espectro da galáxia NGC 4151 corrigido das absorções telúricas da atmosfera terrestre . . . . . 25
2.7 Espectro final do processo de redução de dados para a galáxia NGC 4151 . . . . . 26
2.8 Posição da fenda de observação sobreposta as imagens HST. . . . . 28
2.9 Continuação da Figura 2.8. . . . . 29
2.10 Continuação da Figura 2.8. . . . . 30
2.11 Continuação da Figura 2.8. . . . . 31
2.12 Continuação da Figura 2.8. . . . . 32
2.13 Continuação da Figura 2.8. . . . . 33
2.14 Espectros da região nuclear e estendida para MRK 334 e NGC 34. . . 34
2.15 Espectros da região nuclear e estendida para MRK 993 e NGC 591. . 35

2.16 Espectros da região nuclear e estendida para MRK 573 e NGC 1097. 36
2.17 Espectros da região nuclear e estendida para NGC 1144 e MRK 1066. 37
2.18 Espectros da região nuclear e estendida para NGC 1275 e NGC 1614. 38
2.19 Espectros da região nuclear e estendida para MCG-5-13-17 e NGC 2110. . . . . 39
2.20 Espectros da região nuclear e estendida para ESO 428-G014 e MRK 1239. . . . . 40
2.21 Espectros da região nuclear e estendida para NGC 3227 e NGC 3310. 41
2.22 Espectros da região nuclear e estendida para NGC 4051 e NGC 4151. 42
2.23 Espectros da região nuclear e estendida para MRK 766 e NGC 4748. 43
2.24 Espectros da região nuclear e estendida para NGC 5548 e NGC 5728. 44
2.25 Espectros da região nuclear e estendida para NGC 5929 e NGC 5953. 45
2.26 Espectros da região nuclear e estendida para ARP 102B e 1H1934-063A. 46
2.27 Espectros da região nuclear e estendida para NGC 7469 e NGC 7674. 47
2.28 Espectros da região nuclear e estendida para NGC 7682 e NGC 7714. 48

3.1 Ângulo de inclinação da galáxia hospedeira em função do excesso de cor, E (B - V). . . . . 62

4.1 Representação da NLR observada em diferentes ângulos. . . . . 68
4.2 Representação da NLR se o gás está distribuído em um disco. . . . . 68
4.3 Logaritmo da luminosidade em função da distância ao núcleo para cada uma das linhas observadas, em cada galáxia. . . . . 77
4.4 Continuação da Figura 4.3 . . . . . 78
4.5 Razão da intensidade do fluxo de [OIII ] $\lambda$5007/H$\beta$ versus [NII ] $\lambda$6583/H$\alpha$. 87
4.6 Seção transversal de absorção para $H^o$, $He^o$ e $He^+$. . . . . 88
4.7 Razão do fluxo de [FeII ] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ em função de $H_2$ 2.121$\mu$m/Br$\gamma$ 93
4.8 Razão do fluxo de [SIII ] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ em função de $H_2$ 2.121$\mu$m/Br$\gamma$ 95
4.9 Razão do fluxo de [SIII ] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ em função de [FeII ] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ 96
4.10 Razão do fluxo de [SIII ] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ em função de HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta$ 97

5.1 FWHM das linhas em função da distância ao núcleo para a galáxia NGC 2110, curva de rotação e ajuste de gaussianas ao perfil da linha de HeI 1.083$\mu$m . . . . . 100
5.2 Razões de fluxos de linhas em função da distância ao núcleo para NGC 2110 e imagem rádio 20 cm sobreposta a imagem óptica HST F606W. . . . . 101

5.3 Ilustração da região nuclear da galáxia MRK 1066, do ponto de vista do observador. . . . . 103
5.4 FWHM das linhas em função da distância ao núcleo para a galáxia MRK 1066, curva de rotação, razões de fluxos de linhas em função da distância ao núcleo para fenda orientada a PA = 146° e imagem rádio 20 cm sobreposta a imagem óptica HST F606W. . . . . 104
5.5 FWHM das linhas em função da distância ao núcleo para a galáxia NGC 7469, curva de rotação, razões de fluxos de linhas em função da distância ao núcleo para fenda orientada a PA = 303° e imagem rádio 20 cm sobreposta a imagem óptica HST F606W. . . . . 106
5.6 Orientação do cone de ionização e torus molecular na galáxia NGC 4151 do ponto de vista do observador. . . . . 107
5.7 FWHM das linhas em função da distância ao núcleo para a galáxia NGC 4151, curva de rotação e razões de fluxos de linhas em função da distância ao núcleo para fenda orientada a PA = 130°. . . . . 108
5.8 FWHM das linhas em função da distância ao núcleo para a galáxia ESO 428-G014, curva de rotação, razões de fluxos de linhas em função da distância ao núcleo para fenda orientada a PA = 345° e imagem rádio 20 cm sobreposta a imagem óptica HST obtida com a WFCP2 no filtro 658N . . . . . 111

# Lista de Tabelas


2.1 Registro das observações e propriedades da amostra. . . . . 16
2.2 Intervalo espectral de cada ordem. . . . . 18
2.3 Tamanho da janela de extração nuclear e escala espacial para cada galáxia estudada. . . . . 24
2.4 Fluxos observados . . . . . 49

3.1 Excesso de cor E (B - V) determinado a partir das linhas de HI e [FeII] 60
3.2 Continuação da Tabela 3.1. . . . . 61

4.1 Fluxos das linhas corrigidos por avermelhamento . . . . . 70
4.2 Distância até onde foi detectada cada linha em emissão nas galáxias *Starburst* . . . . . 80
4.3 Distância até onde foi detectada cada linha em emissão nas galáxias Seyfert 1 . . . . . 81
4.4 Distância até onde foi detectada cada linha em emissão nas galáxias Seyfert 2 . . . . . 82
4.5 Comparação dos resultados obtidos neste trabalho com outros trabalhos da literatura . . . . . 84

# Lista de siglas e abreviaturas

**AGN**: Núcleos Ativos de Galáxia
**BLR**: Região de Linhas Largas
**BLRG**: Rádio Galáxia de Linhas Largas
**ENLR**: Região de Linhas Estreitas Estendida
**FWHM**: Largura a Meia Altura
**HST**: Telescópio Espacial Hubble
**IDL**: Linguagem de Dados Interativa
**IFU**: Unidade de Campo Integral
**IRTF**: Telescópio Infravermelho localizado em Mauna Kea no Havaí
**LEDA**: Banco de Dados Extragaláctico Lyon/Meudon
**LINERs**: Região de Emissão de Linhas Nucleares de Baixa Ionização
**NED**: Banco de Dados Extragaláctico da Administração Nacional de Aeronáutica e Espaço
**NELG**: Galáxias de Emissão de Linhas Estreitas
**NIR**: Infravermelho Próximo
**NLR**: Região de Linhas Estreitas
**NLRG**: Rádio Galáxia de Linhas Estreitas
**NLS1**: Seyfert 1 de Linhas Estreitas
**QUASARES**: Rádio-Fontes Quase Estelares
**SED**: Distribuição Espectral de Energia
**ULIRGs**: Galáxias Infravermelha Ultraluminosa
**WFPC1**: Câmera Planetária de Campo Plano 1
**WFPC2**: Câmera Planetária de Campo Plano 2

# Capítulo 1

# Introdução

## 1.1 Os Núcleos Ativos

Sabe-se que algumas galáxias apresentam uma emissão extraordinária de energia ($10^{46}$ ergs $s^{-1}$ integrada no intervalo de $10^{10} \leq \nu \leq 10^{25}$ Hz) na região central (30 pc mais internos, Peterson (1997)) que não pode ser explicada em termos de população estelar. Essas galáxias são chamadas coletivamente de núcleos ativos de galáxia (AGN, do inglês *Active Galactic Nuclei*) e recebem diferentes nomes de acordo com sua aparência e propriedades particulares, embora o processo físico envolvido na produção de energia seja o mesmo. Como exemplos pode-se citar as galáxias Seyfert, as rádio galáxias, os LINERs (do inglês, *Low-Ionization Nuclear Emission-Line Region*), os Quasares e os objetos BL Lac.

Historicamente, o estudo dos AGNs iniciou-se a partir das galáxias Seyfert, descobertas por Carl Seyfert em 1943 (Seyfert, 1943). Observada no visível, uma Seyfert apresenta um núcleo que contém uma luminosidade superficial muito alta. A análise do espectro da região central revela a presença de linhas em emissão de alta e baixa ionização, com larguras frequentemente maiores do que as linhas de absorção que surgem no espectro de galáxias normais.

Três décadas depois da descoberta de Carl Seyfert, Khachikian & Weedman (1974) propuseram a existência de dois tipos distintos de galáxias Seyfert, distinguidas pela presença ou ausência de linhas permitidas largas em seu espectro. Assim, as Seyfert 1 apresentam linhas de emissão permitidas (HI, HeI e HeII, por exemplo) extremamente largas, indicando que as velocidades do gás que as produzem são da ordem de 1000 a 10 000 km/s, enquanto que as linhas proibidas, como [OIII] $\lambda\lambda$4959, 5007, [NII] $\lambda\lambda$6548, 6583 e [SIII] $\lambda\lambda$6717,6731, têm larguras indicando velocidades da ordem de 500 km/s. Já as Seyfert de tipo 2 possuem apenas linhas estreitas

(permitidas e proibidas) com larguras que indicam velocidades da ordem de 500 a 1000 km/s. Vale ressaltar que estas larguras são ainda maiores do que as medidas em galáxias normais ou em regiões H II. Outra diferença marcante entre os dois tipos de galáxias Seyfert é a forma do contínuo: nas galáxias Seyfert 1 o contínuo estelar é diluído pelo contínuo emitido pela fonte central, usualmente representado por uma componente do tipo lei-de-potência, enquanto que nas galáxias Seyfert 2 o contínuo é dominado pela população estelar. Alguns autores (Cid Fernandes et al., 2004) afirmam que ainda é possível observar um contínuo do tipo lei-de-potência nas Seyfert 2 após a correta subtração da população estelar.

Com os avanços em radioastronomia imediatamente após a Segunda Guerra Mundial, verificou-se que existiam poderosas fontes de rádio no espaço, frequentemente associadas a galáxias elípticas. Bolton et al. (1949) identificaram, pela primeira vez, que as rádio-fontes Virgo A e Centaurus A estavam associadas às galáxias próximas M87 (17 Mpc) e NGC 5128 (7 Mpc), respectivamente, e Baade & Minkowski (1954) verificaram que outra fonte de rádio, Cygnus A, estava associada à uma galáxia distante (31 Mpc). Esses resultados marcaram a descoberta de uma nova classe de objetos extragalácticos, as rádio-galáxias, cuja imagem em rádio é caracterizada por lóbulos duplos diametralmente opostos que surgem do núcleo e se estendem para além dos limites registrados em imagens ópticas. A emissão em rádio é produzida pelo processo síncroton, no qual elétrons relativísticos interagem com um campo magnético e perdem energia por radiação.

O espectro óptico de uma rádio-galáxia é bastante similar ao das galáxias Seyfert e pode ser classificado em dois tipos: BLRG (do inglês, *Broad Line Radio Galaxies*) e NLRG (do inglês, *Narrow Line Radio Galaxies*). Essa classificação se dá de maneira inteiramente análoga à das Seyfert, ou seja, pela presença ou ausência de linhas largas em seus respectivos espectros.

A maioria das rádio-fontes descobertas foram identificadas com galáxias. Contudo, uma pequena fração das rádio-fontes tinha aparência estelar, sem nenhum sinal da galáxia hospedeira. Além disso, os espectros de tais objetos apresentavam linhas em emissão em comprimentos de onda que não correspondiam aos de nenhum átomo ou íon conhecido. Uma outra peculiaridade desses objetos é que eles tinham um excesso de emissão no ultravioleta. A esses objetos extragalácticos com características intrigantes e aspecto estelar deu-se o nome de *quasars* (do inglês, *Quasi-Stellar Radio Sources*).

Schmidt (1963) foi o primeiro a identificar as linhas da série de Balmer e Mg II$\lambda$2798 no quasar 3C 273, que estavam deslocadas por um *redshift* de z = 0.157,

considerado alto na época. Logo depois, Greenstein & Matthews (1963) identificaram linhas similares em 3C 48, e determinaram um *redshift* ainda maior, z = 0.367. Atualmente, os quasars são os objetos mais distantes e mais luminosos que conhecemos no Universo. Sua luminosidade extremamente alta implica condições físicas extremas que não são encontradas em nenhum objeto do Universo próximo. Uma vez que o Universo está em expansão, os quasars são ferramentas úteis para o estudo de questões cosmológicas.

Uma outra classe de AGNs de baixa luminosidade, que denotamos por LINERs, foi identificada por Heckman (1980). Espectroscopicamente, eles se parecem com galáxias Seyfert 2, exceto pelo fato de que as linhas de baixa ionização, como [OI] $\lambda$6300 e [NII] $\lambda\lambda$6548, 6583 são relativamente fortes quando comparadas com as do espectro de uma Seyfert 2. Além disso, linhas de alta ionização são geralmente fracas ou ausentes. LINERs são muito comuns e devem estar presentes em aproximadamente metade de todas as galáxias espirais (Ho et al., 1994).

Os objetos BL Lacertae, também chamados blazares, constituem uma outra classe de objetos exóticos da família dos AGNs, que apresentam um núcleo muito brilhante e compacto. Têm como principais características a extraordinária variabilidade em curtos períodos de tempo, luz polarizada e um espectro não-térmico sem linhas de emissão ou absorção.

O espectro de linhas em emissão observado nas diferentes classes de AGNs é basicamente produzido por fotoinização pela fonte central. Entretanto, acredita-se que ventos estelares frios originados pela formação estelar e/ou excitação por choques de jatos rádio ou remanescentes de supernovas também contribuam significamente (Osterbrock, 1989; Schmitt et al., 2003a; Veilleux et al., 1997).

## 1.2 Contínuo dos AGNs

Diferentemente de estrelas e galáxias normais (não-ativas), a distribuição espectral de energia (SED, do ingês *Spectral Energy Distribution*) dos AGNs não pode ser representada por uma curva de um corpo negro a uma única temperatura ou como a combinação de um intervalo de temperaturas (Figura 1.1). No caso dos AGNs, costuma-se caracterizar a radiação ionizante por um contínuo do tipo lei de potência da forma:

$$F_\nu = C\nu^{-\alpha} \tag{1.1}$$

em que $\alpha$ é o índice espectral, C é uma constante e $F_\nu$ é o fluxo observado, usualmente medido em erg $s^{-1}$ $cm^{-2}$ $Hz^{-1}$.

O contínuo *featureless* [1] dos AGNs, descrito pela Equação 1.1, representa muito bem a grande fração de energia emitida em raios X pelas galáxias ativas. A abundância de fótons de alta energia ($h\nu > 100\ eV$) produzidos pela fonte central dos AGNs gera uma região de alta ionização (acima de $Ne^{+4}$, $Fe^{+6}$ e mesmo $Fe^{+9}$) próxima ao núcleo, assim como uma zona de transição de hidrogênio parcialmente ionizado, com fração típica de $H^+/H \sim 0.2 - 0.4$ (Weisheit et al., 1981; Netzer, 1980; Osterbrock, 1984). Nesta região $H^o$, $H^+$ e elétrons livres coexistem com átomos neutros de outros elementos e com íons que têm potencial de ionização similares ao H. Os elétrons livres produzidos nesta região por fotoionização de raios X emitidos pela fonte central e por processos Auger[2] têm efeito de aumentar a intensidade de linhas proibidas que são produzidas por excitação colisional. Linhas importantes na região óptica tais como [OI] $\lambda$6300, [S II] $\lambda\lambda$6716,6713, [NI]$\lambda$5199 e [N II]$\lambda$ 6583 são produzidas desta maneira. A zona estendida parcialmente ionizada de H não existe em regiões H II fotoionizadas por estrelas jovens e dá origem às diferenças encontradas nos espectros de região H II e de alguns AGNs. Atualmente, considera-se que a SED de um AGN na região de raios X até o infravermelho próximo é representada por um somatório de leis-de-potência com diferentes índices espectrais de acordo com a região espectral (Mathews & Ferland, 1987).

## 1.3 Fonte de energia nos AGNs

Uma questão fundamental sobre os AGNs é como a radiação emitida pela fonte central é gerada. O ponto intrigante é que a região central das galáxias ativas liberam muito mais energia do que um trilhão ($10^{12}$) de estrelas em um volume menor que um parsec cúbico (a luminosidade óptica de um AGN é $10^{12}L_\odot$, enquanto que as fontes ionizadas por estrelas apresentam luminosidade igual a $10^5 L_\odot$, Osterbrock (1989)).

Inicialmente, explosões de supernova em aglomerados densos de estrelas presentes

[1] O termo contínuo *featureless* quer dizer sem características de emissão e de absorção devido às estrelas. Este termo é usado para referir-se à componente do espectro do AGN de origem não-térmica.

[2] O processo Auger ou emissão de um elétron Auger ocorre quando fótons de alta energia removem um elétron da camada K do átomo, gerando uma vacância. Consequentemente, um elétron de um nível mais energético ocupa esta vacância, liberando energia que é transferida a outro elétron, que ganha energia cinética suficiente para escapar do átomo. Dessa forma, através do processo Auger são liberados dois elétrons do átomo.

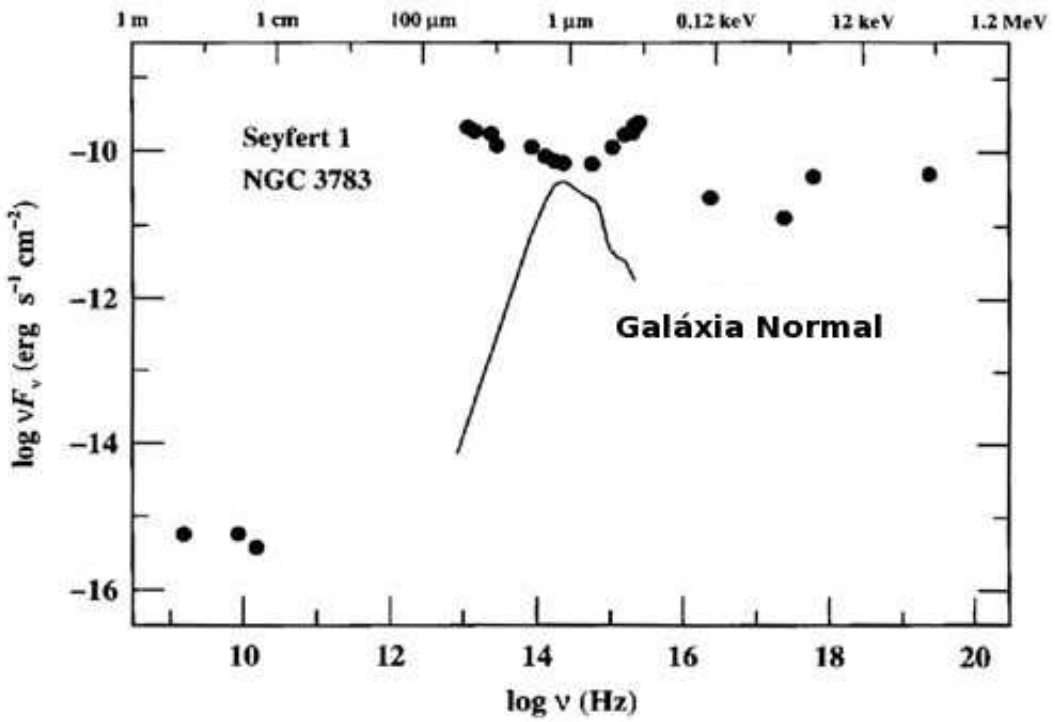


Figura 1.1: Comparação da distribuição de energia espectral de uma galáxia Seyfert 1, NGC 3783 (Alloin et al., 1995), e uma galáxia normal Sbc (linha sólida, compilada por Elvis et al. (1994)). Figura retirada de Peterson (1997).

no núcleo das galáxias foram sugeridas como fontes de energia nos AGNs (Burbidgen, 1961; Cameron, 1962; Terlevich & Melnick, 1985). Entretanto, esses modelos não eram capazes de reproduzir muitas das propriedades dos AGNs, em particular, não podiam explicar de modo satisfatório a ejeção de material em direções preferenciais, levando à formação das componentes duplas extensas observadas em rádio, assim como a presença de perfis de duplo pico e a maior parte das propriedades na região de raios X. Esses modelos foram, então, descartados.

Em meados da década de 60, Salpeter (1964), Zel' dovich & Novikov (1964) e Lynden-Bell (1969) propuseram que a principal fonte de energia nos AGNs seria a energia gravitacional liberada pelo acréscimo de matéria por um buraco negro supermassivo existente no centro das galáxias ativas. Segundo eles, a energia liberada por unidade de massa do material espiralando gradualmente para a órbita mais interna em um buraco negro (sem rotação e com raio $r = 6GM/c^2$) seria igual a 0.057 $c^2$, que é compatível com a energia observada nos núcleos ativos. Além disso, a conversão de matéria em energia devida a um buraco negro tem uma eficiência muito maior do que as reações nucleares, atingindo 10%, contra 0.7% nas reações nucleares.

No modelo aceito atualmente, também conhecido como modelo padrão, o campo gravitacional intenso gerado pela presença de um buraco negro supermassivo no centro das galáxias ativas captura o gás interestelar da galáxia hóspede e, devido à consevação do momento angular, forma um disco de acréscimo à sua volta (Figura 1.2). O material é aquecido por sua própria viscosidade e acelerado pelo campo gravitacional em direção ao buraco negro. Cerca de 80% da energia irradiada pelo gás, antes de cair no buraco negro, é em forma de raios X. O gás interestelar (constituído principalmente de hidrogênio neutro e ionizado, além de grãos de poeira, raios cósmicos e remanecentes de supernova) que circunda o buraco negro e o disco de acréscimo possuem campo magnético devido às cargas elétricas aceleradas. O campo magnético do disco gera um campo elétrico na direção perpendicular, e consequentemente, elétrons e prótons do gás são acelerados nas duas direções perpendiculares ao disco, criando os jatos de elétrons relativísticos responsáveis pela emissão síncroton observada. A emissão de jatos de rádio não é comum a todas as galáxias ativas e tem sido intensamente estudado o papel do jato na excitação do gás circumnuclear (Veilleux et al., 1997; Storchi-Bergmann et al., 1999; Winge et al., 2000; Riffel et al., 2006a)). Esta é, de fato, uma das questões ainda em aberto na pesquisa sobre os AGNs.

A radiação emitida pela fonte central ioniza o meio interestelar médio da galáxia hospedeira formando duas regiões emissoras de linhas: a BLR (do inglês, *Broad Line Region*) e a NLR (do inglês, *Narrow Line Region*).

A BLR é uma região pequena e densa localizada nas vizinhanças do buraco negro central (diâmetro d $\approx$ 0.1 pc e $N_e \approx 10^9$ cm$^{-3}$, Osterbrock (1989)) constituída por nuvens e filamentos de gás que se movem a velocidades de $10^3$ km/s. É nesta região que as linhas largas presentes nos espectros de algumas galáxias ativas são formadas. Vale a pena mencionar que a BLR não é resolvida espacialmente e a maior parte do conhecimento que temos dessa região tem sido derivados de estudos de variabilidade (reverberação) realizados por vários grupos (Wandel et al., 1999; Kaspi et al., 2005).

Uma estimativa da densidade eletrônica na BLR é feita, por exemplo, a partir da transição semi-proibida no ultravioleta de CIII]$\lambda$1909, observada nos espectros de alguns Quasares, Seyfert 1 e BLRGs. Dessa maneira, a densidade do gás nesses objetos deve ser menor do que a densidade crítica da linha de CIII]$\lambda$1909 ($N_c \approx 10^{10}$ cm$^{-3}$), para que esta transição não seja colisionalmente suprimida. Já a temperatura da BLR deve ser menor do que 35 000 K, pois se esse valor fosse maior, não seria detectada a emissão permitida de Fe II, que seria colisionalmente ionizado a Fe III. É importante mencionar que os valores apresentados acima são apenas limites

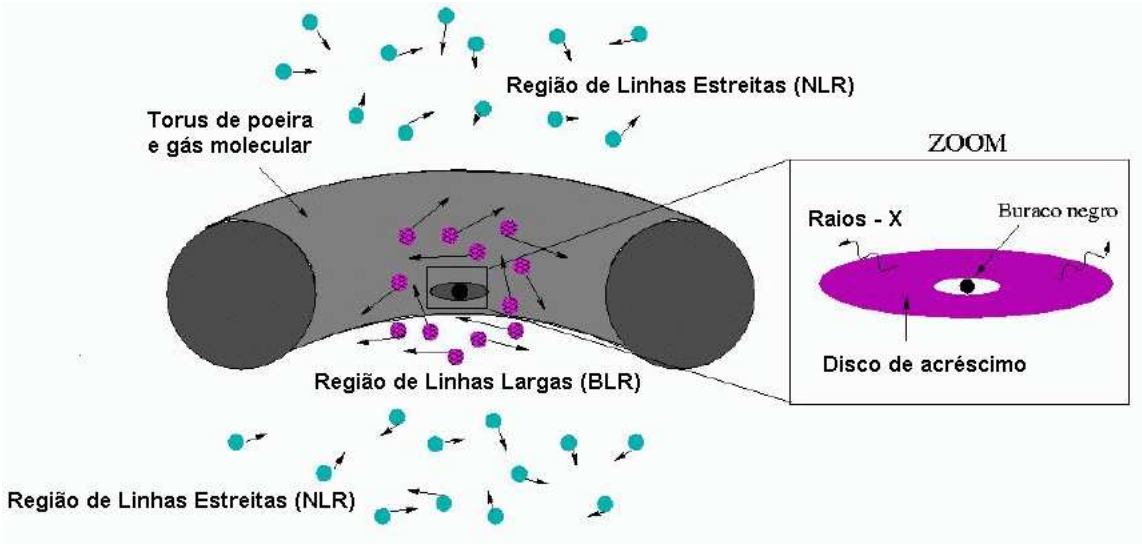


Figura 1.2: Figura esquemática do Modelo Padrão aceito atuamente para os AGNs. Segundo este modelo, a principal fonte de energia nos AGNs consiste de um buraco negro supermassivo ($10^6$ - $10^{10}$ $M_\odot$) localizado no centro de galáxias ativas, que captura o material em volta formando um disco de acréscimo devido à conservação do momento angular. O material em queda perde energia potencial gravitacional, que é convertida em radiação. A radiação emitida pela fonte central ioniza o meio interestelar da galáxia formando duas regiões emissoras de linhas: a BLR situada nas proximidades do buraco negro e a NLR que se estende a grandes distâncias do núcleo.

superiores ou inferiores, uma vez que para o estudo da BLR não existem diagnósticos precisos para a determinação de temperatura e de densidade a partir das linhas permitidas.

A maior componente espacial de um AGN é a NLR com aproximadamente 300 pc de diâmetro (Bennert et al., 2006c). A densidade eletrônica na NLR é baixa o suficiente ($N_e \approx 10^4$ cm$^{-3}$, Osterbrock (1989)) para que transições proibidas ocorram e dêem origem a linhas proibidas reconhecidas nos espectros de alguns AGNs. As linhas da NLR, por estarem submetidas a condições de densidade menos extremas que as da BLR, podem ser utilizadas no estudo das condições físicas do gás. A densidade eletrônica pode, por exemplo, ser determinada a partir da intensidade da razão do fluxo entre [SII] $\lambda\lambda$6716,6731. Este dubleto é produzido da transição entre dois níveis de energia muito próximos entre si a um nível comum de energia mais baixo e assim a população de elétrons no nível superior é sensível à densidade eletrônica do gás. Uma vez que a linha de [SII] é de baixa ionização, a densidade obtida a partir desta linha provavelmente se refere à densidade da região mais externa da NLR. Já a temperatura eletrônica é obtida usando as linhas de [OIII]$\lambda\lambda$4363,4959,5007, que possuem potenciais de ionização diferentes e a taxa na qual os níveis de energia

são povoados é, consequentemente, dependente da temperatura. O valor típico da temperatura para a NLR é de $T_e \approx 12\ 000$ K.

O movimento do gás na BLR é determinado pela fonte central, com gravidade e pressão de radiação buscando o equilíbrio, enquanto que na NLR, o movimento é governado pelo campo gravitacional da galáxia, com evidência, em alguns casos, de aceleração adicional proporcionada por jatos de rádio. Estes podem ainda ser interrompidos ou defletidos pelo material no meio interestelar, chegando a destruir nuvens de gás que dão origem às linhas ou até mesmo desencandear surtos de formação estelar (Almeida et al., 2006).

Tanto na NLR quanto na BLR existem fortes variações de densidade, que podem ser interpretadas como condensações de densidades ou nuvens. Essas nuvens de gás ionizado à temperatura de aproximadamente $10^4$ K não se encontram imersas em um vácuo, pois se assim fosse, elas se expandiriam e preencheriam o espaço vazio, e então se extinguiriam. Muito provavelmente essas nuvens estão imersas em um meio diluído e de alta temperatura, formado por ventos fluindo para fora do núcleo e que está em equilíbrio mecânico com as nuvens (Osterbrock, 1989).

## 1.4 Modelo Unificado

Osterbrock (1978) propôs que Seyferts do tipo 1 e 2 são fisicamente o mesmo objeto, mas nas galáxias Seyfert 2 a BLR estaria obscurecida da nossa visão provavelmente devido à presença de poeira envolvendo a fonte central na forma de um toróide. Aproximadamente uma década depois, observações espectropolarimétricas realizadas por Antonucci & Miller (1985) revelaram a presença de linhas em emissão largas no espectro em luz plano-polarizada de algumas galáxias Seyfert 2, comprovando a existência de uma BLR escondida no núcleo. Esses fatos levaram Antonucci (1993) a propor o Modelo Unificado que explica as diferenças encontradas nos espectros dos AGNs do tipo 1 e 2 em termos de orientação da linha de visada em relação ao toróide de poeira.

Outras observações espectropolarimétricas confirmaram a presença de linhas largas no espectro de galáxias Seyfert 2 (Miller & Goodrich, 1990; Kay, 1994; Tran, 1995), favorecendo o Modelo Unificado. Além disso, existem mais duas evidências observacionais que apóiam este modelo: o déficit de fótons ionizantes (Binette et al., 1993) e os cones de ionização verificados no imageamento de linhas em emissão em várias Seyfert 2 (Pogge, 1989; Schmitt & Kinney, 1996). Os cones de ionização (Figura 1.3) são interpretados como resultado da colimação, pelo toróide, da radiação

emitida pela fonte central. Eles podem ser estruturas bicônicas compartilhando um mesmo eixo (que não está orientado com o eixo de simetria da galáxia hospedeira) ou estruturas com um único cone (neste caso, o segundo cone não é detectado porque é obscurecido da nossa visão pela presença de poeira), com ângulos de abertura tipicamente entre 30° e 100° (Petterson 1997).

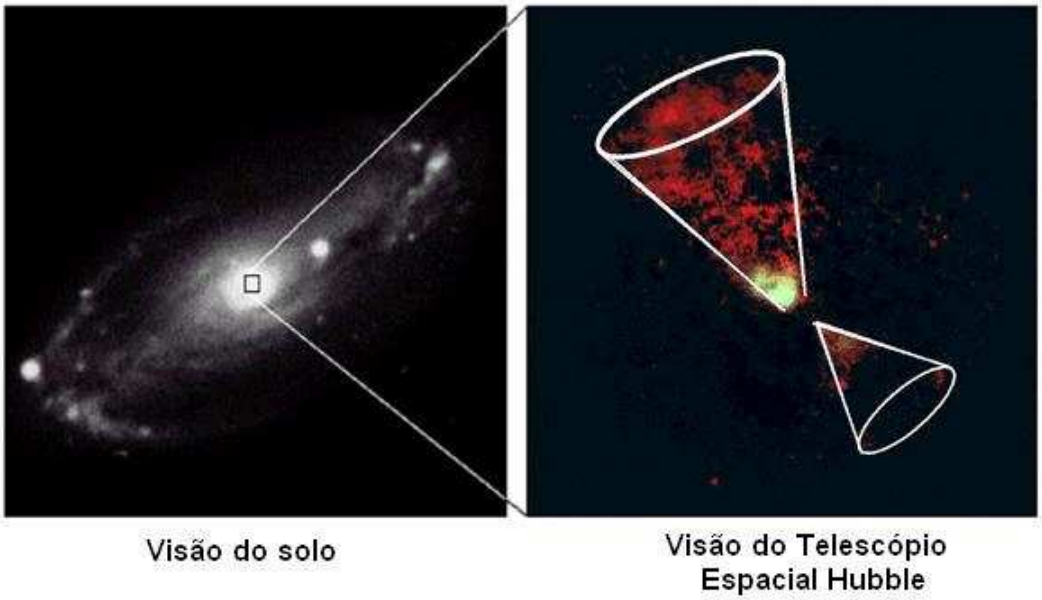


Figura 1.3: Cones de ionização detectado na galáxia Seyfert 2, NGC 5728, por meio da imagem obtida com a Câmera Planetária de Campo Amplo (Figura à direita), instalada no Telescópio Espacial Hubble. O cone em linha branca foi desenhado sobre a imagem para auxiliar a visualização da estrutura bi-cônica existente nesta galáxia. Nota-se que o cone detectado na parte inferior está obscurecido pelo disco da galáxia e, portanto, esta estrutura aparenta ser menor do que o cone identificado na parte superior.

Dessa maneira, segundo o Modelo Unificado, todas as classes de AGNs são, na verdade, o mesmo fenômeno visto a partir de ângulos diferentes. Dependendo da orientação do toróide de poeira em relação à linha de visada, a fonte central é vista ou escondida. Por exemplo, em uma Seyfert 1 as características espectrais da BLR são visíveis enquanto que em uma Seyfert 2 não. Isso porque, no primeiro caso, o observador vê o AGN sob um ângulo tal que lhe permite ter acesso à BLR (Figura 1.4), enquanto que no segundo esta região é obscurecida pelo toróide de poeira. Além disso, a orientação do jato de rádio em relação ao ângulo de visada permite explicar as diferentes propriedades registradas nos AGNs que apresentam emissão rádio. Se um dos jatos está diretamente voltado para nós, registra-se propriedades típicas de um Blazar. Se o jato está um pouco inclinado em relação à nossa linha de visada tem-se um quasar e se os jatos encontram-se perpendiculares ao ângulo

de visada detecta-se uma rádio galáxia com duplo lóbulo.

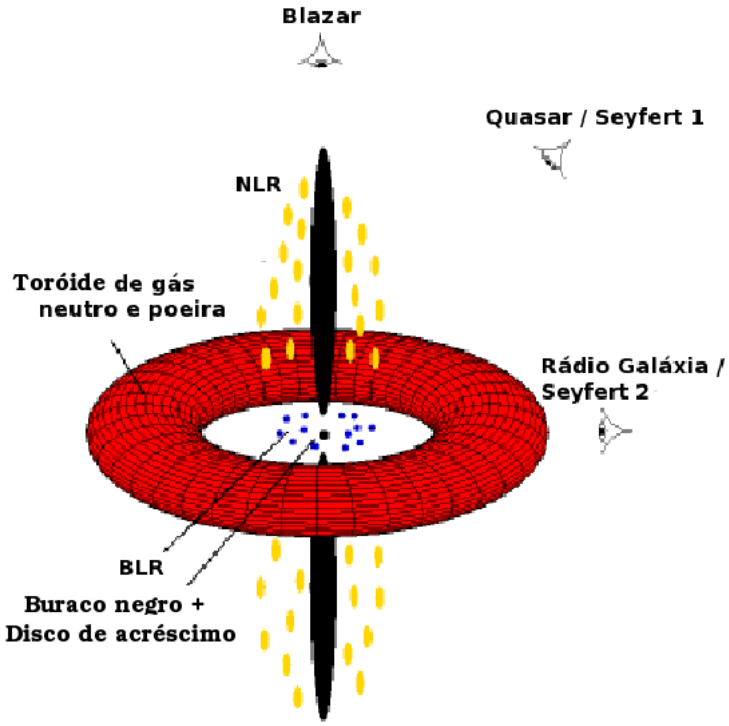


Figura 1.4: O Modelo Unificado propõe a existência de um toróide de gás molecular e poeira em volta do disco de acréscimo, BLR e buraco negro central. Dependendo da orientação do ângulo de visada do observador a fonte central e a BLR é vista ou escondida, dando origem às diferenças encontradas nos espectros das diversas classes de AGNs. A emissão de jato rádio não é comum a todas as galáxias ativas, porém a orientação deste jato pode explicar algumas diferenças detectadas em *quasars*, Blazares e rádio-galáxias.

Apesar dos recentes avanços na pesquisa sobre os núcleos ativos, existem questões que ainda não foram solucionadas, entre elas:

- Qual é o mecanismo exato pelo qual energia potencial e cinética são convertidas em radiação no disco de acréscimo em volta do buraco negro?
- A atividade nuclear é induzida por barras e/ou interação gravitacional?
- Existe uma evolução entre as diferentes classes de galáxias ativas?
- Qual é a relação entre o buraco negro e a galáxia hospedeira? Todas as galáxias têm buraco negro? O buraco negro seria semente ou produto da formação das galáxias?
- Como os jatos rádio são produzidos e colimados? Como eles interagem com a galáxia hospedeira e a afetam?

- Qual é o mecanismo de excitação dominante na NLR: processos não estelares (fotoionização da fonte central ou choques de um jato de rádio) ou processos estelares (fotoionização de estrelas OB ou choques de remanescentes supernovas)?
- Existe uma conexão entre AGNs e galáxias *Starburst* [3]?

## 1.5 Motivação e objetivos do trabalho

O estudo da BLR e da NLR nos fornece informações únicas sobre a natureza e a origem das regiões emissoras do AGN, sua ligação com a galáxia hospedeira e sobre sua evolução cosmológica. Ao contrário da BLR, que está muito próxima do núcleo, a NLR tem a vantagem de ser espacialmente resolvida e pode ser acessada diretamente através de imageamento e espectroscopia, pelo menos para os AGNs mais próximos. Além disso, a NLR das galáxias ativas é apropriada para estudar a região central porque é afetada por vários parâmetros que envolvem questões físicas importantes sobre os AGNs, tais como energia emitida pela fonte central, a existência do toróide nuclear, jatos de rádio e formação estelar. A NLR nos permite ainda estudar os mecanismos em operação nas vizinhanças de um buraco negro supermassivo: a dinâmica e a excitação do gás mais interno da NLR pode revelar como a radiação e ejeção de matéria interagem com o gás circumnuclear.

Até recentemente, imageamento de banda estreita na linha de [OIII]$\lambda$5007 era utilizado para o estudo da NLR de galáxias Seyfert (Mulchaey et al., 1996a; Falcke et al., 1998; Bennert et al., 2002) e *quasares* (Bennert et al., 2002). O problema de estudar a NLR através de imageamento [OIII] é que esta emissão pode estar contaminada por contribuições de origem estelar ou de gás ionizado por choques, alterando consequentemente, o tamanho da NLR. Outro problema é que esta medida depende da sensibilidade da imagem: imagens obtidas com HST por Schmitt et al. (2003a) mostram que o tamanho da NLR é seis vezes menor do que os valores encontrados por Mulchaey et al. (1996a), a partir de imagens obtidas no solo.

A alternativa é usar espectroscopia espacialmente resolvida para determinar dire-

[3] As galáxias *Starburst* apresentam assinaturas de atividade recente de formação estelar em grande escala. Elas são caracterizadas por cores azuis, espectros de linhas em emissão semelhante ao espectro de região H II (devido ao grande número de estrelas O e B) e forte emissão em rádio (devido a remanescentes de supernova). Em alguns casos, o *Starburst* está aparentemente confinado a uma região não resolvida no centro da galáxia, parecendo-se muito com um núcleo ativo. Os *Starbursts* nucleares são tipicamente 10 vezes mais bilhante do que regiões H II complexas vistas em galáxias espirais (Peterson, 1997).

tamente o tamanho da NLR em termos da fotoionização da fonte central e distinguir a contribuição dos choques ou de estrelas através do uso de razões de linhas apropriadas. Uma vantagem deste método é que várias quantidades físicas da NLR, tais como parâmetro de ionização, densidade eletrônica, avermelhamento, campo de velocidade do gás, entre outros, podem ser determinadas e analisadas como função da distância ao núcleo.

A NLR de galáxias ativas tem sido estudada extensivamente na região óptica (Bradley et al., 2004; Collins et al., 2005; Bennert et al., 2006a,b; Rice et al., 2006; Shields et al., 2007), porém existem poucos trabalhos publicados no infravermelho próximo (daqui para frente NIR, do inglês *Near InfraRed*), sendo que a grande maioria destes analisam um número reduzido de objetos (Contini et al., 2003; Rodríguez-Ardila et al., 2005a; Rodríguez-Ardila & Mazzalay, 2006; Riffel et al., 2006a; Almeida et al., 2006; Jackson & Beswick, 2007; Zuther et al., 2007). Poucos trabalhos publicados no NIR analisam a emissão nuclear e estendida de um grande número de AGNs (Veilleux et al., 1997; Winge et al., 2000; Reunanen et al., 2003).

Veilleux et al. (1997) apresentaram o espectro nuclear de 33 galáxias Seyfert 2 na banda J e K, com resolução média R = 1400 e janela de extração espectral igual a 3". Eles detectaram uma componente larga no perfil de Pa$\beta$ (em 5 galáxias) e de Br$\gamma$[4] (em 3 galáxias), que foi interpretada como a evidência da BLR obscurecida, baseada na ausência de asas largas no perfil de [FeII] e $H_2$ e da falta de evidência observacional de *outflows* nesses objetos. Eles analisaram também a origem da emissão de [FeII] e $H_2$, encontrando que, na maior parte dos objetos, choques associados com *outflows* do núcleo e fotoionização da fonte central desempenham um papel importante na produção dessas linhas.

A emissão nuclear e estendida de 15 AGNs e 1 *Starburst* nas bandas I, J, H, K, foi estudada por Winge et al. (2000) através de espectroscopia de fenda longa de baixa resolução (R = 250). O tamanho da janela de extração nuclear foi de 7"a 8"e as linhas mais intensas foram HeI + Pa $\gamma$ e [SIII], seguidas por Pa$\beta$. O valor da razão [FeII]/Pa$\beta$ medido em MRK 573, NGC 1386 e NGC 7582 foi de 1.5 a 6, indicando excitação de [FeII] por raios X ou choques. A análise da distribuição espacial das cores (J - H) e (H - K) determinadas a partir do contínuos dos espectros mostrou cores mais vermelhas no núcleo do que próximo ao bojo na maioria das galáxias Seyfert investigadas.

Reunanen et al. (2003) publicaram os espectros de fenda longa (resolução mo-

[4]Pa$\beta$ é uma linha da série de Paschen que corresponde a transição n=5 para n=3 e Br$\gamma$ é uma linha da série de Brackett que corresponde a transição n=7 a n=4.

derada, R = 980) de 8 galáxias Seyfert próximas ($z < 0.01$) na faixa espectral 1.5 - 2.5 $\mu$m, com a fenda de observação posicionada na direção paralela e perpendicular ao cone de ionização. Em 75 % das galáxias eles comprovaram que a emissão de $H_2$ 2.121$\mu$m é mais estendida na direção perpendicular, com extensão variando entre 20 a 300 pc. Este valor é muito maior d.o que o valor previsto para o tamanho do toróide molecular (1 - 100 pc), sugerindo que o material em volta do toróide contribui significamente para emissão de $H_2$ 2.121$\mu$m.

Neste sentido, este trabalho teve como objetivo realizar um estudo pioneiro dos mecanismos de excitação e da estrutura de ionização da NLR de galáxias ativas através de espectroscopia no infravermelho próximo ($0.8\mu m - 2.4\mu m$). Observações nesta faixa espectral trazem informações adicionais àquelas obtidas no visível, pois são menos afetadas pela extinção devida à presença de poeira. Em 2 $\mu$m, a extinção $A_\lambda$ diminui cerca de 1/10 do valor determinado na banda V e, consequentemente, as linhas infravermelhas trazem informações da região mais interna porque podem penetrar mais profundamente na poeira do que as linhas ópticas. Além disso, no infravermelho próximo detectam-se linhas de média e alta ionização não observadas em outras regiões espectrais, fornecendo dados complementares para uma modelagem mais acurada dos processos de emissão e ionização associados ao gás.

Este trabalho se propôs analisar a emissão nuclear e estendida de uma amostra de 26 AGNs e 4 galáxias Starburst com intuito de:

- Construir o primeiro atlas da literatura, na região do infravermelho próximo, contendo informações sobre a região de linhas estreitas através de espectroscopia espacialmente resolvida;

- Adquirir experiência na redução, interpretação e análise de espectros de núcleos ativos e outros objetos emissores de linhas, na região do infravermelho próximo;

- Determinar o avermelhamento devido à poeira a partir de linhas permitidas de hidrogênio e linhas proibidas de [FeII]

- Mapear a extensão espacial da NLR por meio da emissão de linhas infravermelhas e comparar com os resultados já obtidos na região visível.

- Identificar razões de linhas que enfatizem as diferenças entre AGNs e *Starbursts* a fim de construir diagramas de diagnóstico no NIR;

- Pesquisar as variações das razões de linha com uma distância ao núcleo em objetos que apresentarem uma NLR bem estendida, a fim de determinar os mecanismos dominantes na excitação do gás;

- Verificar se existem componentes de excitação adicionais à fotoionização. Para isso foram derivadas curvas de rotação do gás utilizando, simultaneamente, várias linhas de emissão infravermelha, imagens no visível e em rádio, além da análise dos perfis das linhas em emissão.

A presente dissertação está distribuída da seguinte maneira. No Capítulo 2, descreve-se a amostra utilizada no trabalho, assim como a configuração instrumental e o processo de redução e extração dos espectros. No Capítulo 3, já de posse dos espectros, pesquisamos o avermelhamento do gás emissor. No Capítulo 4, inicialmente determinamos o tamanho da região emissora de linhas nos AGNs e *Starbursts*. Posteriormente, são apresentados diagramas de diagnóstico no NIR que podem ser empregados para separar objetos de acordo com o nível de atividade nuclear. No Capítulo 5, analisam-se individualmente cinco galáxias, pesquisando a cinemática e os principais mecanismos de excitação do gás. Finalmente no Capítulo 6, fazemos uma síntese dos principais resultados obtidos e apresentamos as perspectivas futuras de trabalho.

# Capítulo 2

# Observações, redução de dados e resultados

Neste trabalho, foram selecionadas 30 galáxias com objetivo de estudar a emissão nuclear e estendida. Para isso, determinamos o tamanho das regiões emissoras de linhas, a distribuição do avermelhamento do gás, além de analisar os principais mecanismos de excitação e ionização. As galáxias escolhidas fazem parte do atlas de 51 AGNs e *Starburst* no NIR publicado por Riffel et al. (2006b) e o principal critério de seleção da sub-amostra que foi estudada neste trabalho é a emissão estendida. Objetos cuja distribuição de luz ao longo do eixo espacial fosse de aparência estelar foram descartados. A amostra final era composta de 7 Seyfert 1, 5 NLS1 (do inglês, *Narrow Line Seyfert 1* [1]), 14 Seyfert 2 e 4 *Starburst* e foram observadas em várias épocas nos anos de 2002, 2003 e 2004. A inclusão de galáxias *Starburst* foi feita para comparar as propriedades de emissão de AGNs com aqueles onde não há presença de núcleo ativo mas sim formação estelar vigorosa. A Tabela 2.1 apresenta o registro das observações e as propriedades básicas da amostra. O *seeing* (alargamento do perfil de uma fonte puntual devido à turbulência atmosférica) típico das observações foi em torno de 0.8"a 1.2". Uma descrição detalhada das características mais importantes de cada objeto da amostra encontra-se em Riffel et al. (2006b).

[1] As galáxias Seyfert 1 de linhas estreitas são um grupo peculiar de Seyfert 1 que foram identificadas primeiramente por Osterbrock & Pogge (1985). Elas apresentam linhas permitidas com larguras inferiores às encontradas em Seyfert 1 clássicas (de linhas largas). Goodrich (1989) estabeleceu que todas as NLS1 possuem FWHM(H$\beta$) $< 2000$ km s$^{-1}$ e este critério é aceito atuamente para distinguir as NLS1 das Seyfert 1 clássicas. Outras características ópticas que definem as NLS1 como uma classe distinta são emissão de Fe II muito intensa e fraca emissão de [OIII].

Tabela 2.1: Registro das observações e propriedades da amostra.

| Galáxia (1) | Tipo (2) | RA (h m s) (3) | DEC (° ' ") (4) | $z$ (5) | Data da observação (6) | Texp (s) (7) | Massa de ar (8) | $PA_{obs}$ (°) (9) | $E(B-V)_G$ (mag) (10) | $i$ (°) (11 ) | $PA_{LN}$ (°) (12) | Ref (13) |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| MRK 334 | Sy1 | 00:03:09.6 | 21:57:37.5 | 0.022298 | 23/10/03 | 1920 | 1.00 | 303 | 0.047 | 44 | 105 | 1 |
| NGC 34 | SB/Sy2 | 00:11:06.5 | -12:06:26.4 | 0.019774 | 24/10/03 | 1680 | 1.19 | 4 | 0.027 | 68 | 30 | 1 |
| MRK 993 | Sy2 | 01:25:31.2 | 32:08:18 | 0.015993 | 23/10/03 | 1920 | 1.03 | 160 | 0.060 | 72 | 32 | 1 |
| NGC 591 | Sy2 | 01:33:30.9 | 35:40:17 | 0.015501 | 24/10/03 | 1800 | 1.05 | 160 | 0.046 | 34 | 5 | 1 |
| MRK 573 | Sy2 | 01:43:58 | 02:20:53 | 0.017607 | 24/10/03 | 1800 | 1.10 | 40 | 0.023 | 12 | ... | ... |
| NGC 1097 | Sy1 | 02:46:19.4 | -30:16:36.3 | 0.004253 | 23/10/03 | 720 | 1.6 | 0 | 0.027 | 47 | 130 | 1 |
| NGC 1144 | Sy2 | 02:55:12.7 | -00:11:08.2 | 0.028847 | 24/10/04 | 1500 | 1.09 | 27 | 0.072 | 52 | 130 | 1 |
| MRK 1066 | Sy2 | 02:59:58.1 | 36:49:12 | 0.012381 | 23/10/03 | 1920 | 1.07 | 146 | 0.132 | 56 | 90 | 1 |
| NGC 1275 | Sy2 | 03:19:48.34 | 41:30:39.5 | 0.017871 | 23/10/03 | 1440 | 1.16 | 135 | 0.163 | 41 | 110 | 1 |
| NGC 1614 | SB | 04:33:59.9 | -08:34:46.0 | 0.016070 | 24/10/03 | 1800 | 1.14 | 0 | 0.154 | 29 | 85 | 1 |
| MCG-5-13-17 | Sy1 | 05:19:35.9 | -32:39:37.9 | 0.012833 | 23/10/03 | 1440 | 1.65 | 0 | 0.017 | 50 | 160 | 1 |
| NGC 2110 | Sy2 | 05:52:10.5 | -07:27:22.4 | 0.008196 | 24/10/03 | 1200 | 1.14 | 20 | 0.375 | 43 | 160 | 2 |
| ESO428-G014 | Sy2 | 07:16:31.5 | -29:19:34 | 0.005789 | 24/10/03 | 960 | 1.56 | 345 | 0.197 | 53 | 135 | 1 |
| MRK 1239 | NLS1 | 09:52:19.4 | -01:36:45.2 | 0.019806 | 24/10/03 | 1200 | 1.39 | 346 | 0.065 | ... | ... | ... |
| NGC 3227 | Sy1 | 10:23:31.0 | 19:51:58.6 | 0.004162 | 21/04/02 | 720 | 1.0 | 158 | 0.023 | 56 | 158 | 2 |
| NGC 3310 | SB | 10:38:45.9 | 00:33:06.7 | 0.003641 | 21/04/02 | 840 | 1.21 | 158 | 0.022 | 39 | ... | 1 |
| NGC 4051 | NLS1 | 12:03:18.2 | 44:31:13.6 | 0.002506 | 20/04/02 | 1560 | 1.17 | 132 | 0.013 | 40 | 132 | 2 |
| NGC 4151 | Sy1 | 12:10:32.7 | 39:24:29.9 | 0.003656 | 23/04/02 | 1800 | 1.10 | 130 | 0.028 | 21 | 26 | 2 |
| MRK 766 | NLS1 | 12:18:26.3 | 29:48:51.5 | 0.013270 | 21/04/02 | 1680 | 1.06 | 112 | 0.020 | 44 | 60 | 2 |
| NGC 4748 | NLS1 | 12:52:12.5 | -13:25:10.4 | 0.014443 | 21/04/02 | 1680 | 1.29 | 36 | 0.052 | 50 | 66 | 3 |
| NGC 5548 | Sy1 | 14:17:59.7 | 25:08:21.5 | 0.017321 | 23/04/02 | 1920 | 1.05 | 112 | 0.020 | 27 | 110 | 1 |
| NGC 5728 | Sy2 | 14:42:23.3 | -17:15:20.2 | 0.010396 | 21/04/02 | 960 | 1.31 | 36 | 0.101 | 2 | 52 | 2 |
| NGC 5929 | Sy2 | 15:26:08.2 | 41:40:31.2 | 0.008405 | 01/06/04 | 1680 | 1.38 | 116 | 0.024 | 21 | ... | 1 |
| NGC 5953 | Sy2 | 15:34:33.2 | 15:11:28.9 | 0.007140 | 02/06/04 | 2160 | 1.18 | 0 | 0.049 | 34 | 169 | 1 |
| ARP 102B | Sy1 | 17:19:14.8 | 48:58:49.3 | 0.024718 | 02/06/04 | 2880 | 1.22 | 0 | 0.024 | 37 | ... | 1 |
| 1H1934-063A | NLS1 | 19:37:33.3 | -06:13:07.3 | 0.010673 | 02/06/04 | 2160 | 1.13 | 0 | 0.293 | 27 | 95 | 3 |
| NGC 7469 | Sy1 | 23:03:16.3 | 08:52:26.1 | 0.016500 | 23/10/03 | 1920 | 1.03 | 303 | 0.069 | 43 | 125 | 1 |
| NGC 7674 | Sy2 | 23:27:56.7 | 08:46:44.4 | 0.029459 | 23/10/03 | 2160 | 1.02 | 303 | 0.059 | 27 | 165 | 3 |
| NGC 7682 | Sy2 | 23:29:04.3 | 03:32:00.7 | 0.017483 | 24/10/03 | 2400 | 1.05 | 314 | 0.067 | 27 | ... | 1 |
| NGC 7714 | HII | 23:36:14.1 | 02:09:18.1 | 0.009931 | 24/10/03 | 2400 | 1.05 | 348 | 0.052 | 4 | 42 | 1 |

Notas — (1): Nome da Galáxia. (2): Classificação da galáxia. (3): Ascenção reta. (4): Declinação. (5) *Redshift* médio, determinado a partir das posições médias das linhas de [SIII] 0.9531$\mu$m, HeI 1.083$\mu$m, Pa$\beta$ e Br$\gamma$. (6) Data da observação. (7) Tempo total de exposição para cada galáxia. (8) Massa de ar. (9) Ângulo de posição da fenda. (10) Excesso de cor galáctico obtido do banco de dados do NED. (11) Inclinação da galáxia hospedeira em relação à linha de visada. (12) Ângulo de posição da linha dos nodos. (13) Referências de onde foram obtidos o ângulo de inclinação e da linha dos nodos.
Referência: (1) de Vaucouleurs et al. (1991). (2) Nagar et al. (1999) (3) LEDA

A maioria dos objetos da amostra são fontes bem conhecidas e estudadas na região óptica, ultravioleta e raios X, o que possibilita a comparação das propriedades obtidas no NIR com aquelas medidas em outros intervalos de comprimentos de onda. Além disso, as galáxias estão localizadas no Universo local ($0.001 < z < 0.03$) e 56 % da amostra apresentam emissão em rádio, sendo algumas fontes compactas e outras fontes extensas caracterizadas por jatos de rádio.

Os espectros utilizados neste trabalho foram obtidos com o espectrômetro SpeX (Rayner et al., 2003) instalado no telescópio IRTF (do inglês, *Infrared Telescope Facility*) de 3 metros localizado em Mauna Kea no Havaí. O detector consiste de uma matriz 1024 x 1024 Aladin 3 InSb que possui uma escala espacial de 0.15"/pixel. As observações foram realizadas no modo de dispersão cruzada, que permite o registro simultâneo da região 0.8 - 2.4 $\mu$m em uma única imagem. Uma fenda de 0.8" x 0.15" foi usada na obtenção dos dados, fornecendo uma resolução espectral de 360 km $s^{-1}$. Conforme mostrado na Figura 2.1, as ordens espectrais registradas durante a observação neste modo são curvadas e o espaçamento entre elas varia com a posição no detector. O intervalo em comprimento de onda correspondente a cada ordem está indicado na Tabela 2.2.

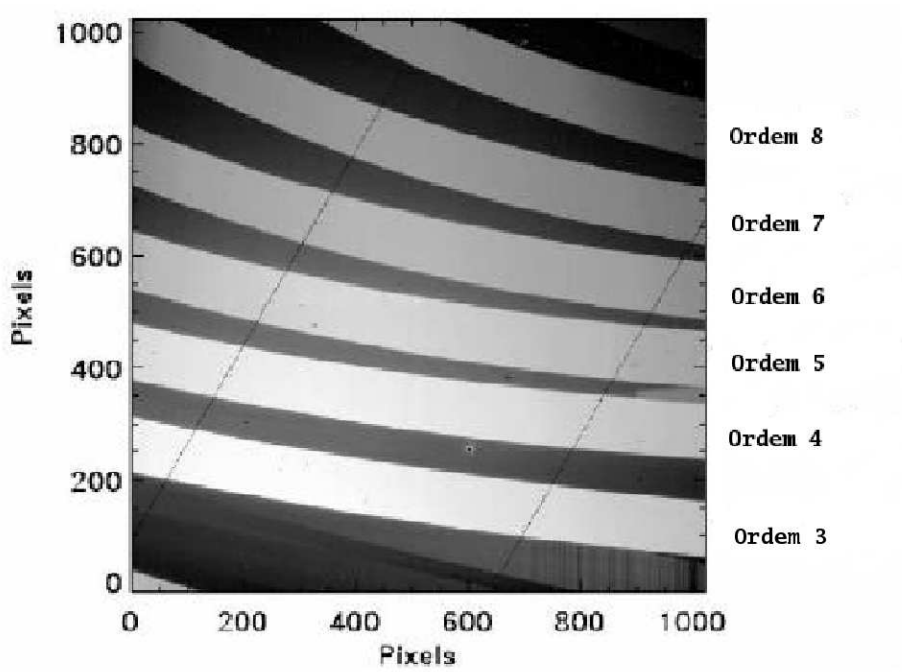


Figura 2.1: Exposição de campo plano registrado pelo detector do espectrômetro SpeX. As linhas diagonais representam a largura de 1 pixel no detector. Figura retirada de Cushing et al. (2004).

A extração dos espectros foi feita utilizando o pacote de redução SPEXTOOL[2], escrito em IDL (do inglês, *Interactive Data Language*), que permite ao usuário especificar os parâmetros pertinentes ao procedimento de redução através de uma interface gráfica. Neste capítulo serão descritas as técnicas de observações e os processos de redução e calibração dos espectros.

Tabela 2.2: Intervalo espectral de cada ordem.

| Ordem | Comprimento de Onda ($\mu$m) | Janela Espectral |
|---|---|---|
| 8 | 0.81 - 0.90 | I |
| 7 | 0.81 - 1.03 | Z |
| 6 | 0.94 - 1.20 | J1 |
| 5 | 1.13 - 1.45 | J2 |
| 4 | 1.41 - 1.81 | H |
| 3 | 1.88 - 2.42 | K |

Nota — O ínicio e o final de cada intervalo são aproximados e o alcance registrado na ordem 7 contém a ordem 8, e portanto, esta última ordem foi desconsiderada no momento da extração dos espectros.

## 2.1 Técnicas de observação

A intensidade do sinal registrado no detector durante a observação de uma fonte celeste é o resultado da contribuição de quatro componentes: *bias* ou ruído de disparo, corrente de escuro, emissão do céu e da fonte. Uma vez que estamos interessados apenas na emissão da fonte, devemos eliminar a contribuição das três primeiras. Para isso, as observações foram feitas em pares, ou seja, uma exposição A do alvo foi seguida por uma segunda exposição B, com o mesmo tempo de integração da primeira e com o objeto deslocado para uma nova posição ao longo da fenda. Assim, subtraindo o sinal registrado na observação B do observado em A elimina-se completamente o *bias* e a corrente de escuro, já que os valores desses sinais são praticamente constantes em A e B, gerando ainda um sinal positivo e negativo do objeto mais o resíduo do sinal do céu (pois admite-se que o nível do fluxo do céu muda entre as exposições A e B). Vale a pena ressaltar que o resíduo do sinal do céu torna-se desprezível se o tempo transcorrido entre A e B é menor do que o tempo típico de variação do céu (aproximadamente 10 minutos em condições normais de

[2]SPEXTOOL foi desenvolvido por Cushing et al. (2004); Vacca et al. (2003) e está disponível no site do IRFT, http://irtf.ifa.hawaii.edu/Facility/spex/spex.html

observação). No nosso caso, a duração de cada exposição foi de 120 s e portanto, o resíduo referente a emissão do céu é praticamente nulo.

Além das observações das galáxias, foram realizadas uma série de exposições de campo plano, para identificar e remover a variação pixel a pixel da resposta do detector à luz branca e exposições de lâmpada de argônio a baixa pressão para calibração dos espectros em comprimento de onda.

As observações espectroscópicas no NIR obtidas com o telescópio no solo são contaminadas por bandas telúricas devido à absorção da atmosfera terrestre. Essas bandas são regiões onde a transmissão atmosférica diminui consideravelmente, atingindo valores próximos de zero em alguns intervalos de comprimento de onda (Figura 2.2). O método para remover tais características de absorção faz uso do espectro de uma estrela telúrica, geralmente da classe espectral A0 V, localizada próxima à galáxia e com massa de ar similar, observada imediatamente antes ou depois da galáxia, pois as condições atmosféricas mudam durante o decorrer da noite. A estrela telúrica observada também foi usada para calibrar em fluxo os espectros da nossa amostra de galáxias. Dessa maneira, observações do objeto de ciência e da estrela telúrica, junto com as imagens de campo plano e de lâmpada, formam o conjunto de dados necessários para o processo de redução e calibração dos espectros em comprimento de onda e em fluxo.

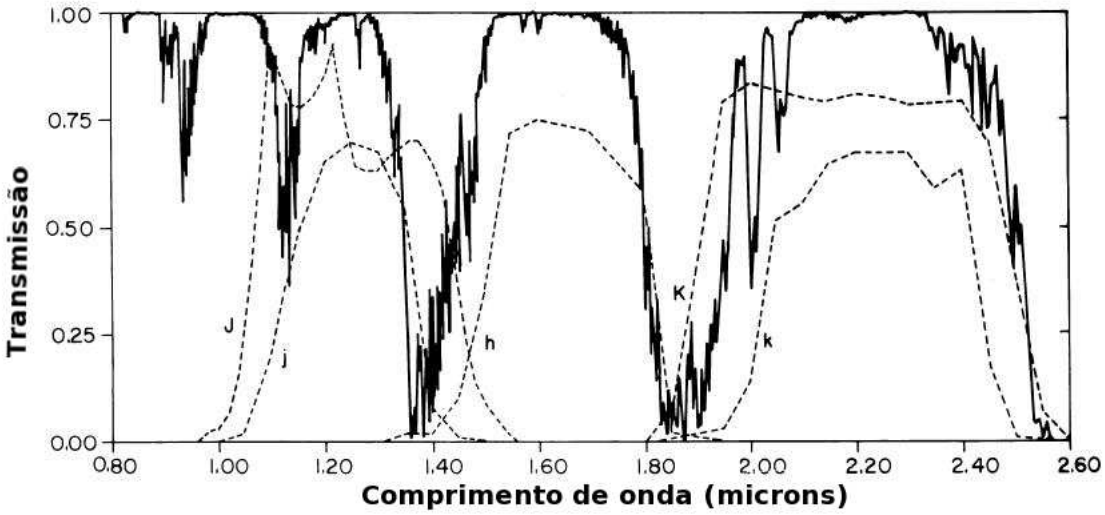


Figura 2.2: Curva teórica da transmissão da atmosfera para o Kitt Peak (2080 m) durante o verão (linha sólida, Manduca & Bell (1979). A função sensibilidade dos filtros Johnson J e H (Johnson, 1965) e a curva de transmissão para os J, H e K usados no pico Kitt (identificados pelas letras j,h e k) também são mostradas.

Com intuito de obter o espectro nuclear e das regiões adjacentes ao núcleo de

cada uma das 30 galáxias da amostra, foram executados os seguintes procedimentos disponibilizados no programa SPEXTOOL:

1. **Preparação das imagens de calibração e de ciência**: primeiramente as exposições de campo plano foram combinadas e normalizadas. Em seguida, criou-se uma imagem de lâmpada apropriada para a calibração dos espectros em comprimento de onda. Nesta etapa, os pares de exposições A e B da galáxia foram subtraídos um do outro, e as imagens resultantes deste processo foram também combinadas para maximizar a relação sinal ruído.

2. **Extração espectral**: nesta etapa os espectros da galáxia e da estrela foram extraídos e calibrados em comprimento de onda.

As etapas do processo de extração dos espectros serão agora detalhadas nas Seções 2.2 e 2.3. Após a extração, os espectros da galáxia referentes às seis ordens foram corrigidos das absorções telúricas da atmosfera terrestre, calibrados em unidade de fluxo (erg cm$^{-2}$ s$^{-1}$ $\mu$m$^{-1}$) e reunidos, formando um único espectro de 0.8 - 2.4 $\mu$m (Seção 2.4). Os espectros obtidos para cada galáxia são apresentados na Seção 2.5.

## 2.2 Imagens de calibração

Uma exposição de campo plano é a resposta do sistema telescópio-detector a uma fonte de radição uniforme, no nosso caso uma lâmpada halógena de quartzo-tungstênio. Conforme mencionado anteriormente, para cada conjunto de observações do objeto de ciência foram obtidas várias exposições de campo plano e o programa SPEXTOOL calcula a média do nível do sinal em cada uma delas. Depois, re-escala cada exposição a um nível de fluxo médio (a méda do sinal médio individual) para compensar qualquer variação no nível do fluxo devido a mudanças de temperatura no filamento da lâmpada. Essas exposições re-escaladas são combinadas para maximizar a relação sinal/ruído e são apropriadas para determinar a localização das ordens no detector. Esse procedimento é feito da seguinte maneira e encontra-se ilustrado na Figura 2.3: inicialmente o programa SPEXTOOL tenta aproximar a posição do centro de cada ordem (asterisco vermelho) a partir do cabeçalho FITs do arquivo que contém a imagem de campo plano. Depois, usa um algoritmo que determina a posição superior e inferior de cada ordem (linha verde), ajustando um polinômio que marca os limites das ordens (linha vermelha sólida). A imagem de

campo plano é, então, normalizada para posteriormente ser dividida pelo espectro da galáxia, removendo apenas os problemas de variação pixel a pixel do detector.

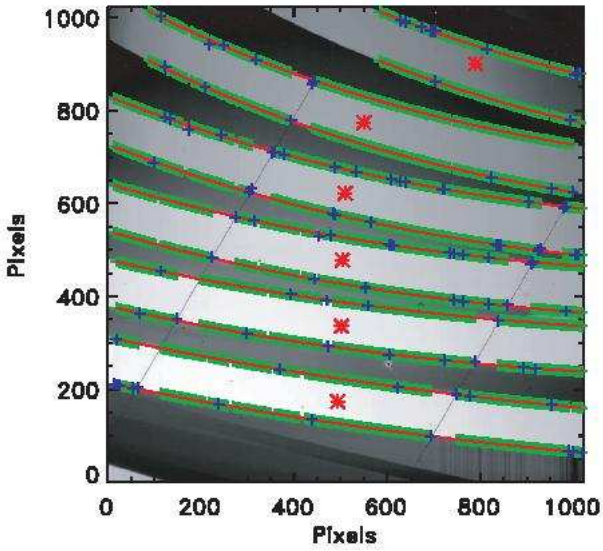


Figura 2.3: Localização das ordens no detector. Figura retirada de Cushing et al. (2004).

A calibração em comprimento de onda nos espectros é feita com auxílio de linhas de argônio presentes nas imagens registradas durante a exposição à lâmpada de argônio. O programa utiliza a lista das linhas de argônio apresentadas por Rao et al. (1996) para identificar a posição do comprimento de onda no detector, sendo retiradas desta lista as linhas que não são resolvidas pelo espectrógrafo Spex.

## 2.3 Extração espectral

No programa SPEXTOOL, o perfil espacial nos fornece a distribuição da luz emitida pelo objeto e que é registrada ao longo do eixo espacial do detector. Através do perfil espacial da estrela telúrica observada imediatamente antes ou depois da galáxia, determinou-se o valor do *seeing* das observações, que é equivalente ao FWHM do perfil espacial. Aqui fazemos a aproximação de que o *seeing* não variou significamente no transcurso da integração. Essa aproximação é usualmente válida já que cada objeto de ciência tem associado uma estrela telúrica padrão e o tempo entre as duas observações é de aproximadamente 40 minutos. Logo em seguida, o espectro estelar foi extraído definindo os parâmetros de extração (tamanho da janela de extração e região do céu) com base no perfil espacial da estrela (Figura 2.4). Prosseguindo o processo de redução, construiu-se o perfil espacial da galáxia e

extraiu-se primeiro o espectro da região nuclear da galáxia e depois o espectro das regiões estendidas, conforme mostrado na Figura 2.4. Pode-se observar que o nível do céu (representado pela linha magenta na Figura 2.4) está praticamente em zero, resultado da boa eliminação deste através da subtração dos pares AB.

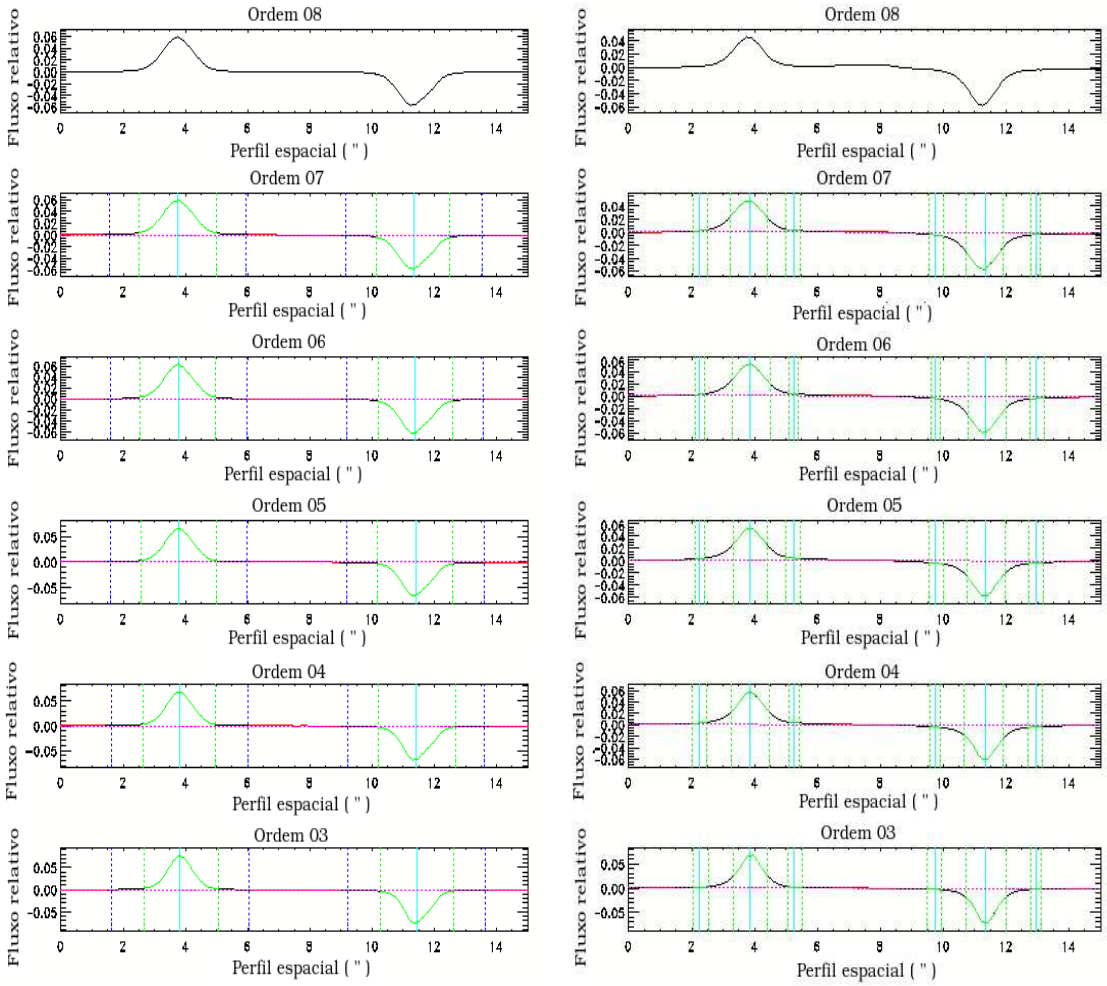


Figura 2.4: Exemplos do perfil espacial da estrela HD 109691 (fonte puntual, à esquerda) e da galáxia NGC 4151 (fonte estendida, à direita) para as diversas ordens espectrais. As ordens são como listadas na Tabela 2.2. A linha azul sólida indica a localização do centro das aberturas que foram identificados automaticamente pelo programa SPEXTOOL no gráfico à esquerda, enquanto que no gráfico à direita foi selecionado o centro das aberturas em 3.78" e 11.3", que correspondem à extração do espectro da região nuclear. Estão ilustradas também uma extração a cada lado do centro da galáxia. As linhas verdes sólida e pontilhada mostram os limites das aberturas e a linha vermelha sólida representa as regiões usadas para determinação do céu. A linha magenta pontilhada representa o ajuste polinomial das regiões do céu estabelecido pelo programa e a linha azul escuro pontilhada no gráfico à esquerda indica o raio da função espalhamento de uma fonte puntual.

A linha verde pontilhada que delimita o máximo do fluxo registrado na Figura 2.3 corresponde à abertura de extração nuclear. O tamanho do raio utilizado para

extrair o núcleo de cada galáxia é listado na Tabela 2.3. Posteriormente, foram extraídos os espectros à direita e à esquerda da região nuclear com raio de abertura igual a 0.2"e passaram a ser identificados pelas letras a, b, c, d,..., m. A extração foi feita até que o sinal da galáxia se reduzisse a 1% da emissão do pico. Após a extração, os espectros da estrela e da galáxia foram calibrados em comprimento de onda usando a imagem de lâmpada que havia sido criada anteriormente e, para cada abertura de extração, foram gerados dois espectros, um referente ao sinal positivo e outro ao sinal negativo. O valor típico do erro na calibração em comprimento de onda é da ordem de 0.27 Å. O próximo passo foi combinar esses dois espectros para criar um único espectro referente a cada ordem (Figura 2.5), utilizando o programa *xcombspec*[3] escrito em IDL. Este espectro foi utilizado nas etapas seguintes.

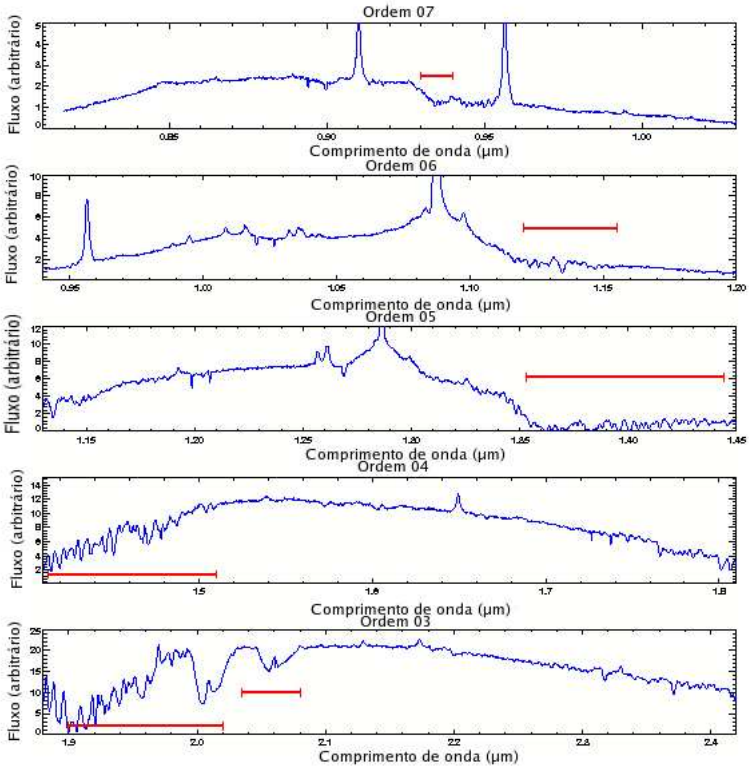


Figura 2.5: Espectro resultante da combinação do sinal obtido no modo de observação AB para a galáxia NGC 4151. Nesta configuração um sinal positivo e outro negativo é gerado. A rotina *xcombspec* combina os dois espectros e produz um único espectro, que é apresentado. Nota-se a presença de várias bandas telúricas (barra horizontal).

[3]O programa *xcombspec* está incluído no pacote SPEXTOOL desenvolvido por Cushing et al. (2004); Vacca et al. (2003).

Tabela 2.3: Tamanho da janela de extração nuclear e escala espacial para cada galáxia estudada.

| Galáxia | Nuc (") | Escala (pc/") | Galáxia | Nuc (") | Escala (pc/") | Galáxia | Nuc (") | Escala (pc/") |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| MRK 334 | 0.6 | 432 | MCG-5-13-17 | 0.7 | 249 | NGC 5548 | 0.6 | 336 |
| NGC 34 | 0.5 | 383 | NGC 2110 | 0.5 | 159 | NGC 5728 | 0.6 | 201 |
| MRK 993 | 0.6 | 310 | ESO 428-G014 | 0.6 | 112 | NGC 5929 | 0.7 | 169 |
| NGC 591 | 0.5 | 300 | MRK 1239 | 0.5 | 384 | NGC 5953 | 0.7 | 138 |
| MRK 573 | 0.5 | 342 | NGC 3227 | 0.6 | 81 | ARP 102B | 0.7 | 479 |
| NGC 1097 | 0.6 | 82 | NGC 3310 | 0.7 | 71 | 1H1934-063A | 0.7 | 207 |
| NGC 1144 | 0.5 | 559 | NGC 4051 | 0.6 | 49 | NGC 7469 | 0.6 | 320 |
| MRK 1066 | 0.6 | 240 | NGC 4151 | 0.6 | 71 | NGC 7674 | 0.6 | 571 |
| NGC 1275 | 0.6 | 346 | MRK 766 | 0.6 | 257 | NGC 7682 | 0.5 | 339 |
| NCG 1614 | 0.5 | 324 | NGC 4748 | 0.6 | 324 | NGC 7714 | 0.5 | 192 |

Nota — Os espectros fora do núcleo foram extraídos com abertura igual a 0.2", exceto a galáxia NGC 7469, onde foi utilizado uma abertura igual a 0.3".

## 2.4 Procedimentos Pós Extração

As estrelas A0 V são geralmente usadas para remover as bandas telúricas porque possuem caracteríscas favoráveis para o sucesso deste processo: os espectros apresentam poucas linhas metálicas e o contínuo no NIR pode ser aproximado por uma curva de corpo negro à temperatura de 10 000K. Em outras palavras, os espectros de tais estrelas são constituídos essencialmente por linhas hidrogênio em absorção e todos os espectros das estrelas desta classe espectral podem ser considerados aproximadamente idênticos, exceto por possíveis diferenças na largura e na profundidade das linhas devido a diferentes velocidades de rotação ou a diferentes valores de gravidade surpeficial das estrelas (Vacca et al., 2003). Neste sentido, o modelo teórico do espectro da estrela Vega[4], que é do tipo espectral A0 V, pode ser usado para eliminar as linhas de absorção intrínsecas à estrela através da determinação da velocidade radial e rotacional da estrela A0 V. A linha Pa$\delta$[5] é apropriada para este propósito, pois está localizada em uma região onde a absorção atmosférica é desprezível. O modelo teórico de Vega é então "adaptado" às linhas da estrela A0 V e dividido pelo espectro da estrela observada, eliminando, consequentemente, as linhas em absorção de origem estelar. O contínuo de origem estelar é removido pela distribuição de corpo negro à temperatura de 10 000K e, finalmente, o espectro resultante deste processo é multiplicado pelo espectro da galáxia removendo eficazmente as bandas telúricas. Todo o processo descrito acima foi realizado utilizando a rotina Xtellcor (Vacca et al., 2003) escrita também em IDL que, além de remover

[4]Desenvolvido por Kurucz e disponível no site http:kurucz.harvard.edu/stars.html

[5]Pa$\delta$ é uma linha da série de Paschen que corresponde a transição n=7 para n=3.

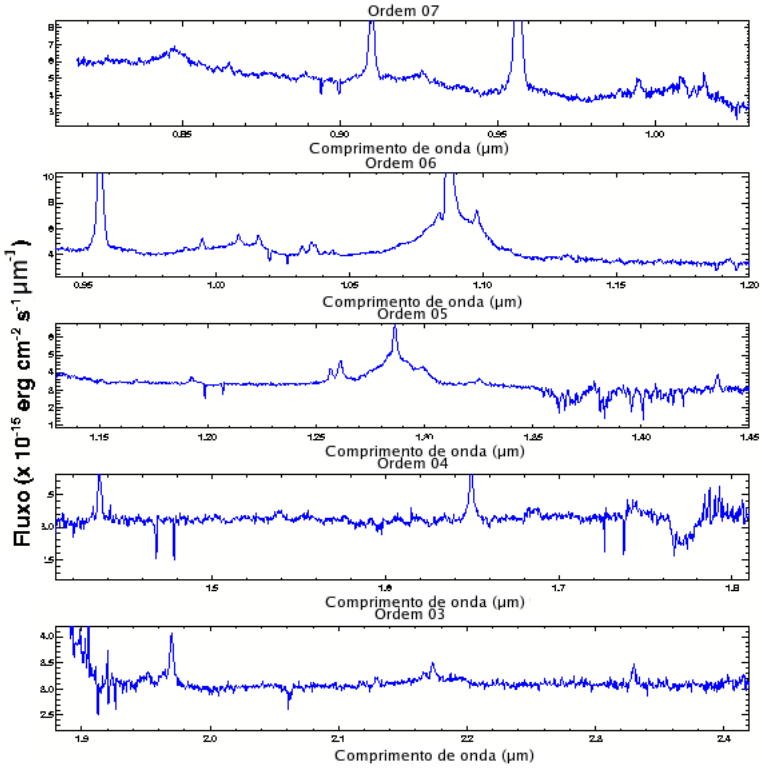


Figura 2.6: Espectro da galáxia NGC 4151 corrigido das absorções telúricas da atmosfera terrestre. Comparando com a Figura 2.5 nota-se que as bandas telúricas foram removidas satisfatoriamente.

as bandas telúricas, permite que os espectros sejam calibrados em unidade de fluxo (erg cm$^{-2}$ s$^{-1}$ $\mu$m$^{-1}$). A calibração em fluxo foi feita normalizando o espectro da estrela telúrica à magnitude correspondente desta estrela na banda K. A incerteza deste processo é cerca de 10 % em comparação com o fluxo 2MASS disponível na literatura. A Figura 2.6 apresenta o espectro resultante deste procedimento.

Conforme indicado na Figura 2.1, o registro do sinal no detector durante a observação no modo dispersão cruzada encontra-se fragmentado em seis ordens. Essas ordens foram então reunidas, formando um único espectro contendo toda informação da galáxia na faixa espectral que vai de 0.8 $\mu$m a 2.4 $\mu$m, com o auxílio da rotina *xmergeorders*. Durante esse processo, a diferença de fluxo entre as regiões comuns nas diversas ordens não ultrapassa 2%. Finalmente, com a rotina *xcleanspec*[6] o espectro foi limpado e suavizado para reduzir o ruído (Figura 2.7). Nota-se que existe um gap entre as bandas J, H e K devido à baixa transmissão atmosférica entre 1.35 - 1.43$\mu$m e 1.8 - 1.9 $\mu$m.

[6]Os programas *xmergeorders* e *xcleanspec* estão incluídos no pacote SPEXTOOL desenvolvido por Cushing et al. (2004); Vacca et al. (2003).

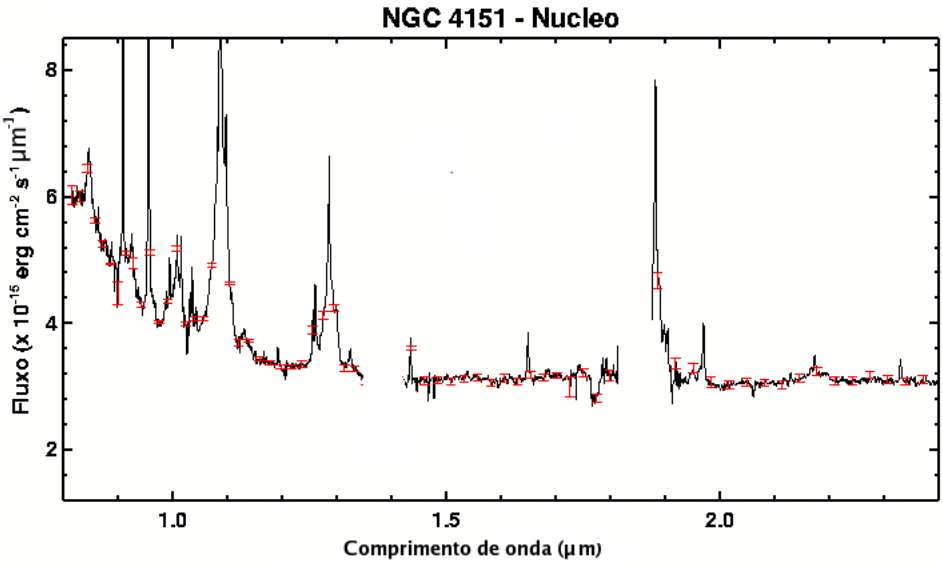


Figura 2.7: Espectro final do processo de redução de dados para a galáxia NGC 4151. A incerteza no fluxo é representado pela barra vertical.

Os espectros obtidos no modo de dispersão cruzada têm a vantagem em relação aos obtidos com fenda longa porque cobrem um grande intervalo espectral durante uma única exposição, permitindo que os resultados possam ser comparados sem a contaminação de diferentes condições de *seeing* e resolução espectral.

## 2.5 Resultados

Nesta seção, são apresentados os espectros da região nuclear e estendida para cada galáxia estudada. As Figuras 2.8 a 2.13 ilustram a posição da fenda usada durante a observação de cada galáxia conforme indicado na coluna (9) da Tabela 2.1. A letra N refere-se à extração do espectro nuclear enquanto que as letras a,b,c, etc., referem-se às posições das extrações dos espectros extra-nucleares, conforme mostrado na Figura 2.4. Os espectros obtidos para cada galáxia são apresentados nas Figuras 2.14 a 2.28, já corrigidos por *redshift* determinado como a média dos valores obtidos usando as linhas de [SIII] 0.9531$\mu$m, HeI 1.0830$\mu$m, Pa$\beta$ e Br$\gamma$. O valor de $z$ resultante é apresentado na coluna (5) da Tabela 2.1. Como pode ser observado, os espectros nucleares são caracterizados por linhas intensas de recombinação de HI e HeI, além de linhas proibidas tais como [SIII] e [FeII]. Em algumas galáxias, detecta-se também a presença do dupleto de carbono [C I] 0.982,0.985$\mu$m e da emissão de [PII] 1.188$\mu$m. As linhas de hidrogênio molecular são detectadas na maioria dos

objetos e linhas coronais[7], tais como [SVIII] 0.991$\mu$m, [SIX] 1.252$\mu$m, [SiX] 1.430$\mu$m, [SiVI] 1.964$\mu$m e [Ca VIII] 2.320, são verificadas nos espectros de algumas galáxias.

Como pode ser verificado nos espectros mostrados nas Figuras 2.14 a 2.28, várias linhas apresentam emissão estendida em ambos lados do núcleo. As linhas que mais se destacam são [SIII] 0.953$\mu$m, HeI 1.083$\mu$m, [FeII] 1.257$\mu$m, Pa$\beta$ 1.281$\mu$m, $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m e Br$\gamma$ 2.165$\mu$m. Por esse motivo foram escolhidas neste trabalho para a caracterização da NLR, além do fato de se tratarem de linhas de baixa ionização, e portanto, são bons traçadores dessa região. Linhas coronais ou de potenciais de ionização acima de 50 eV constumam estar restritas aos 100 pc do núcleo. Nas galáxias Seyferts 1, onde as linhas permitidas possuem uma componente larga, originada na BLR, e outra estreita associada à NLR, somente foi considerada a última componente. O processo de separação das componentes assim como a medida do fluxo, comprimento de onda e FWHM das linhas em emissão foram feitas com o auxílio do programa LINER (Pogge & Owen, 1993), que ajusta uma ou mais gaussianas ao perfil de emissão observado e integra o fluxo pela curva delimitada por cada gaussiana. Para cada galáxia, os fluxos medidos nas linhas citadas acima são listados na Tabela 2.4. A incerteza no fluxo depende basicamente da relação sinal/ruído do espectro e da incerteza no nível do contínuo utilizado no cálculo do fluxo integrado. Uma forma prática de determinar o erro é através do produto do FWHM da linha pelo desvio médio quadrático (*rms*) do contínuo a $3\sigma$, determinado próximo à linha.

Vale a pena ressaltar que para um grande número de galáxias, os espectros mostrados na Figuras 2.14 a 2.28 são os primeiros publicados, e neste sentido, o trabalho constitui uma grande base de dados para o estudo da NLR na região infravermelha em AGNs. Algumas galáxias (NGC 4051 e ESO 428-G014) aqui estudadas tem sido observadas por IFUs (do inglês, *Integral Fields Units*) e os espectros publicados concordam plenamente com os aqui apresentados (Riffel et al., 2006a, 2008).

A galáxia NGC 1097 não apresentou nenhuma linha em emissão no espectro nuclear enquanto que as galáxias MRK 993, NGC 1144, MCG-5-13-17, NGC 5953 e ARP 102B não apresentaram emissão estendida em todas as linhas estudadas. Por isso, essas galáxias foram excluídas da análise feita nos capítulos seguintes.

[7]Linhas coronais são linhas proibidas de metais pesados fortemente ionizados (potencial de ionização, $\chi > 100$ eV), indicando a presença de processos altamente energéticos na região nuclear do AGN. Acredita-se que elas se originam do material evaporado da parede interna do toróide de gás e poeira que rodeia a fonte central.

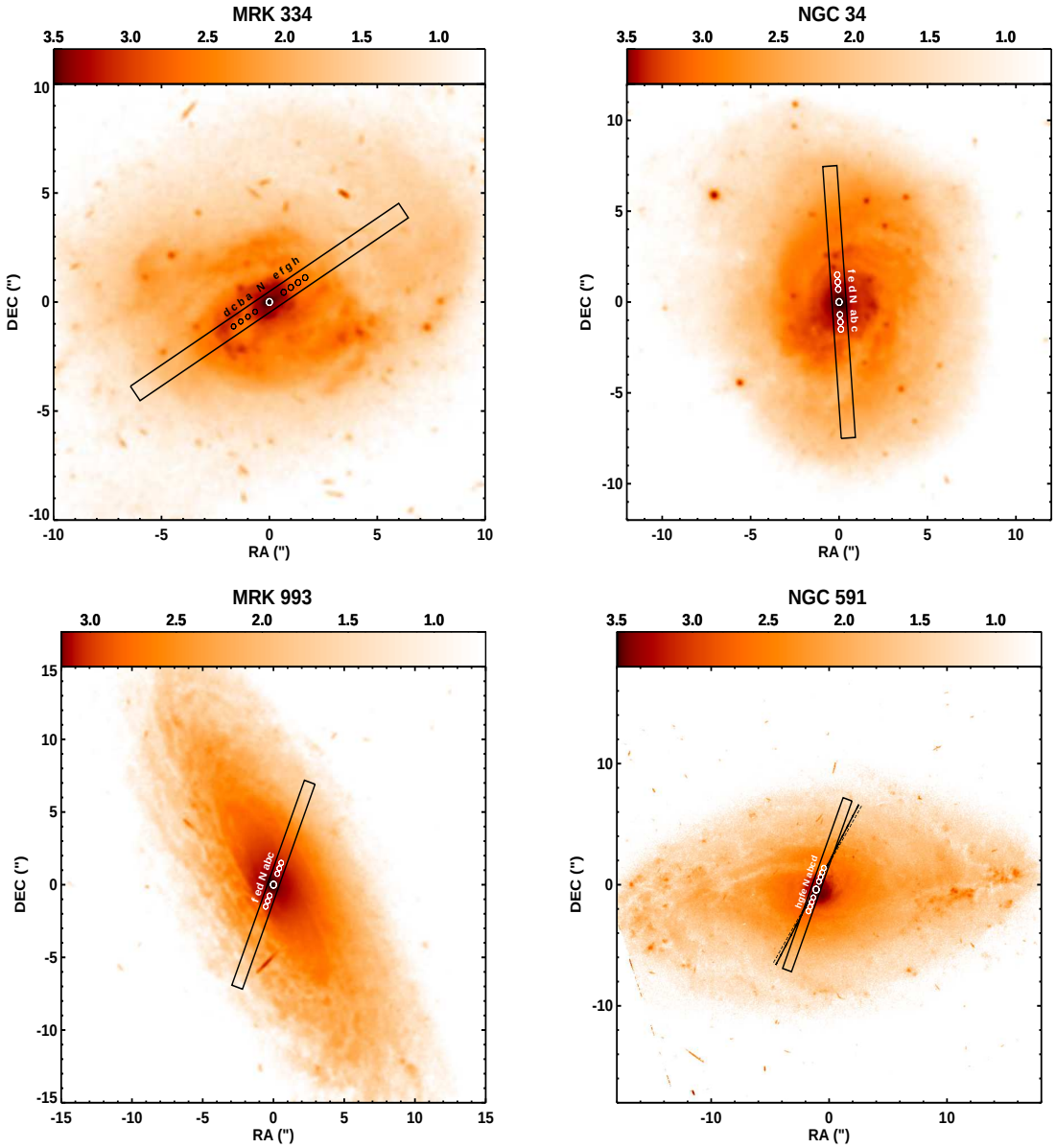


Figura 2.8: Posição da fenda de observação sobreposta as imagens HST (**Filtro 555W da WFPC1**: NGC 1097 e NGC 1275; **Filtro F664N da WFPC1**: NGC 5728; **Filtro 658N da WFPC2**: NGC 4151 e ESO 428-G014; e para as demais galáxias as imagens são no **Filtro 606W WFPC2**) e 2MASS (MCG-5-16-17, ARP 102B e 1H1934-063A). Em todas as figuras, o norte é para cima e o leste para a esquerda, exceto para galáxia NGC 1097 onde a direção é indicada pela seta. A linha pontilhada e a linha tracejada indicam a orientação do eixo do cone de ionização e da emissão rádio, respectivamente, nas galáxias onde essa informação está disponível na literatura. Nas galáxias NGC 591, MRK 1066, ESO 428-G014 e NGC 7674 o eixo rádio encontra-se alinhado com o eixo do cone de ionização.

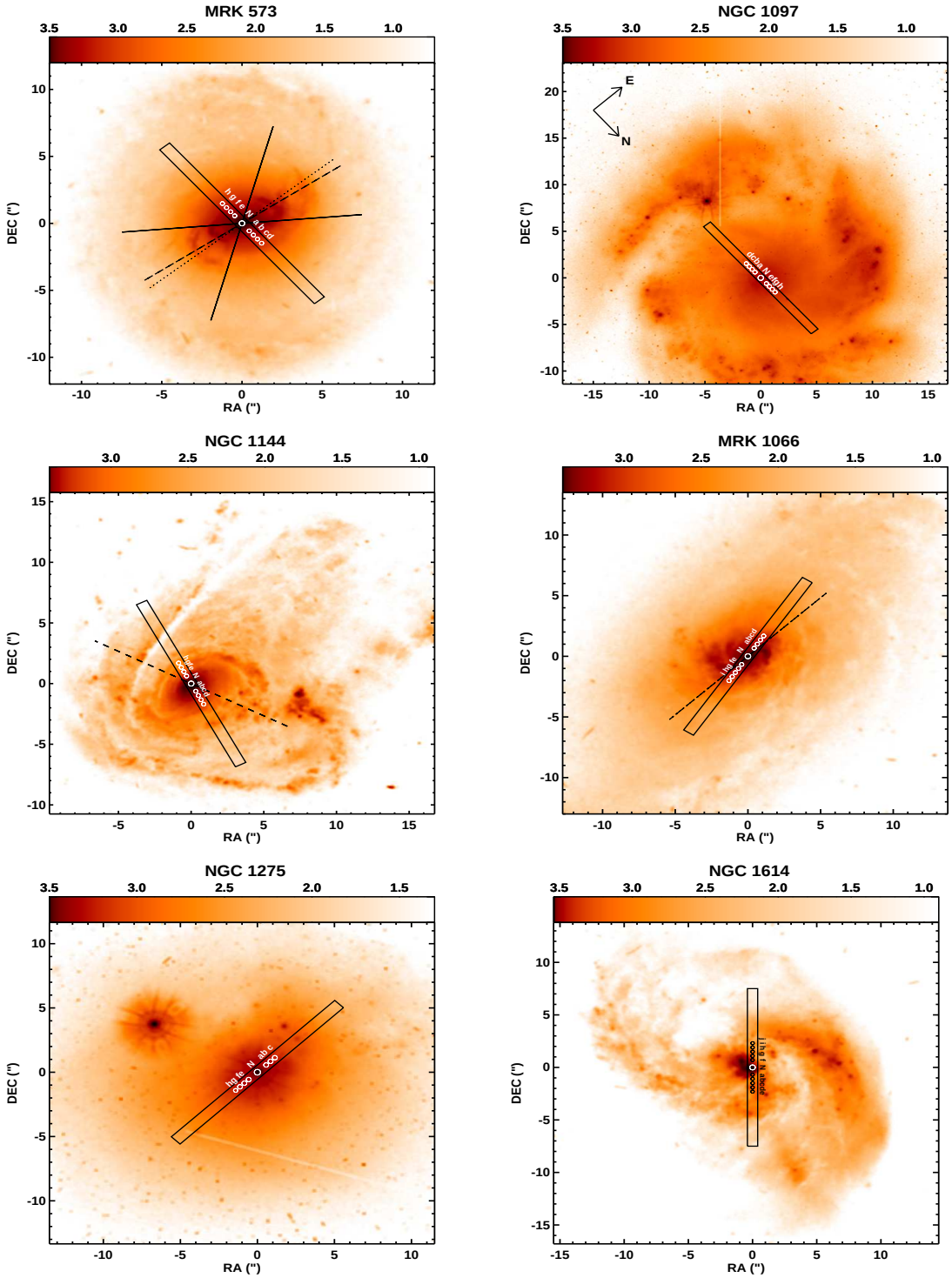


Figura 2.9: Continuação da Figura 2.8.

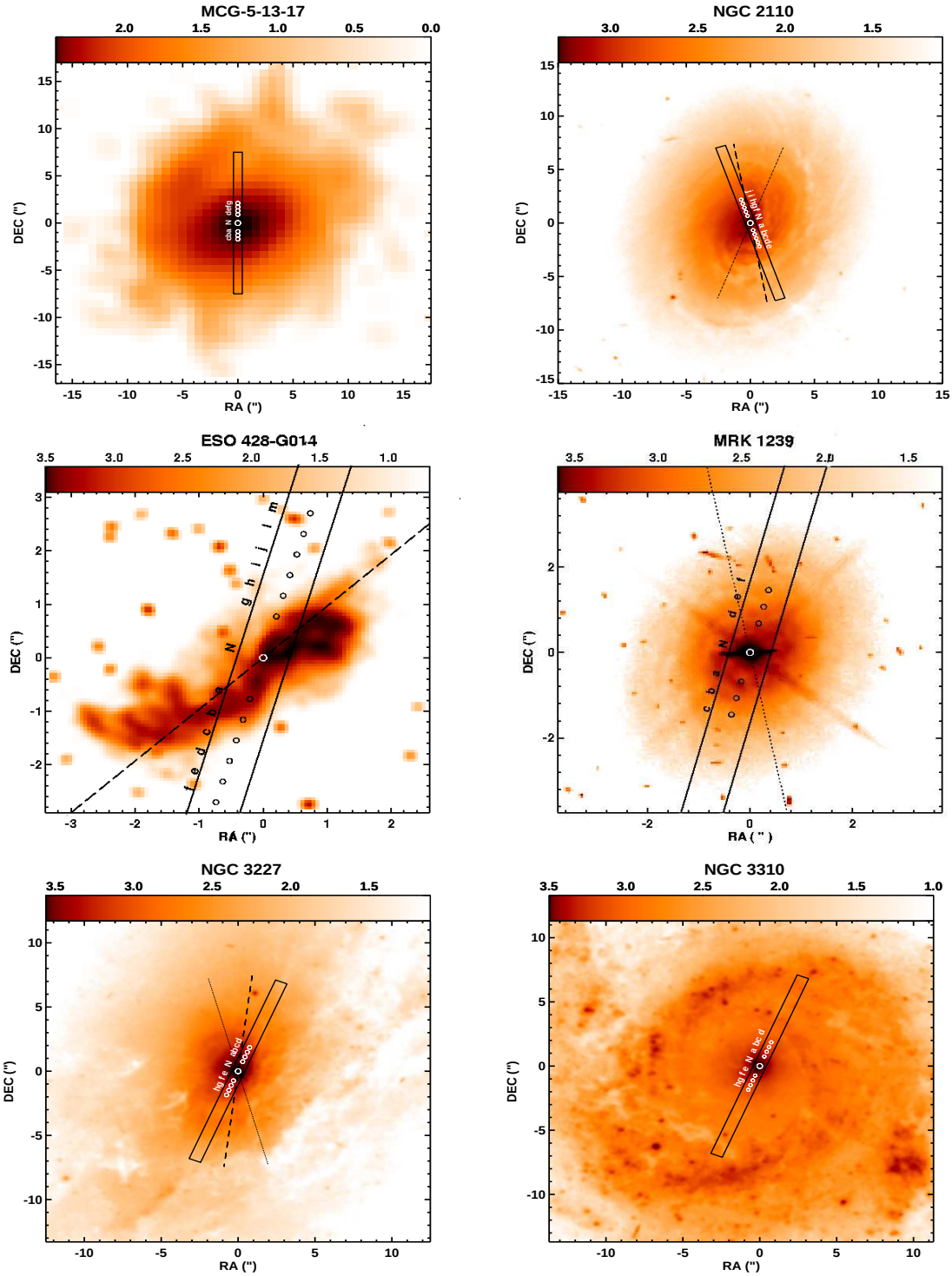


Figura 2.10: Continuação da Figura 2.8.

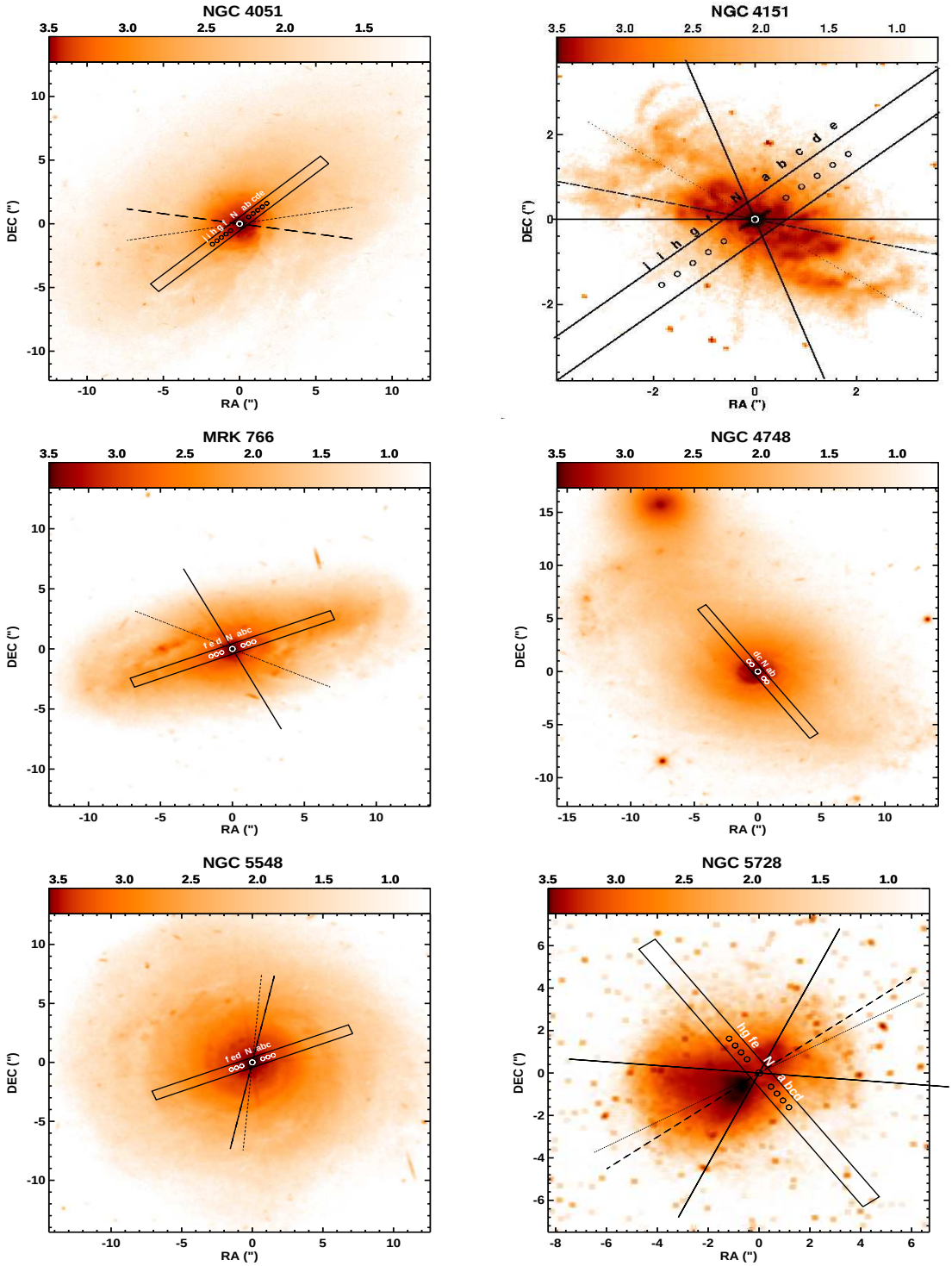


Figura 2.11: Continuação da Figura 2.8.

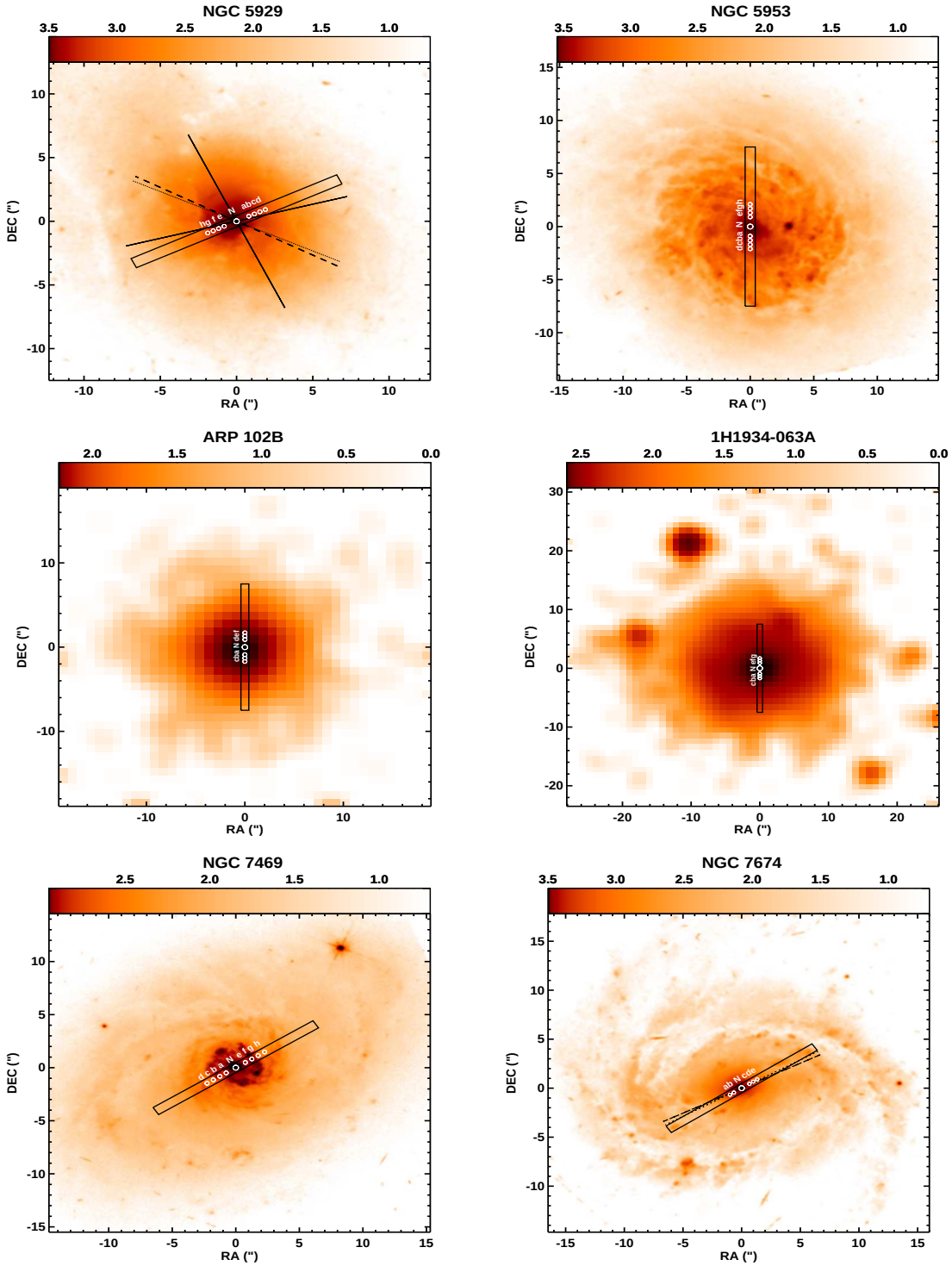


Figura 2.12: Continuação da Figura 2.8.

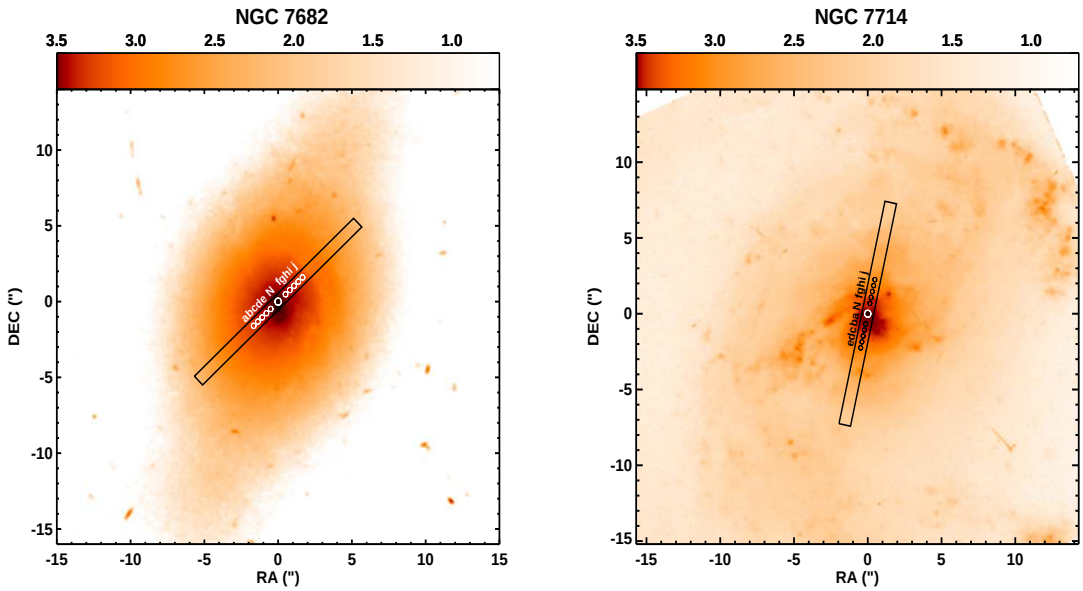


Figura 2.13: Continuação da Figura 2.8.

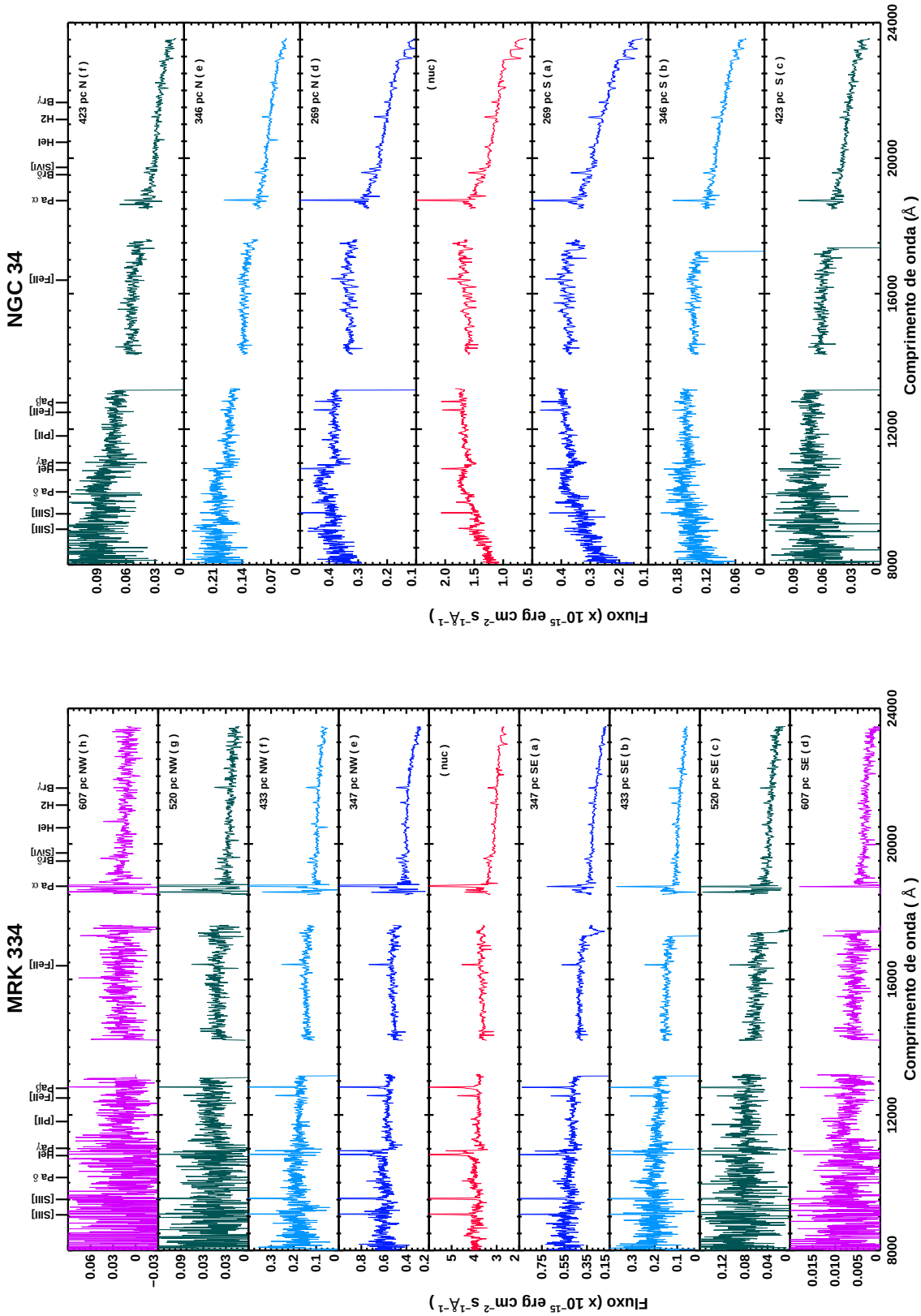


Figura 2.14: Espectros da região nuclear e estendida para MRK 334 e NGC 34.

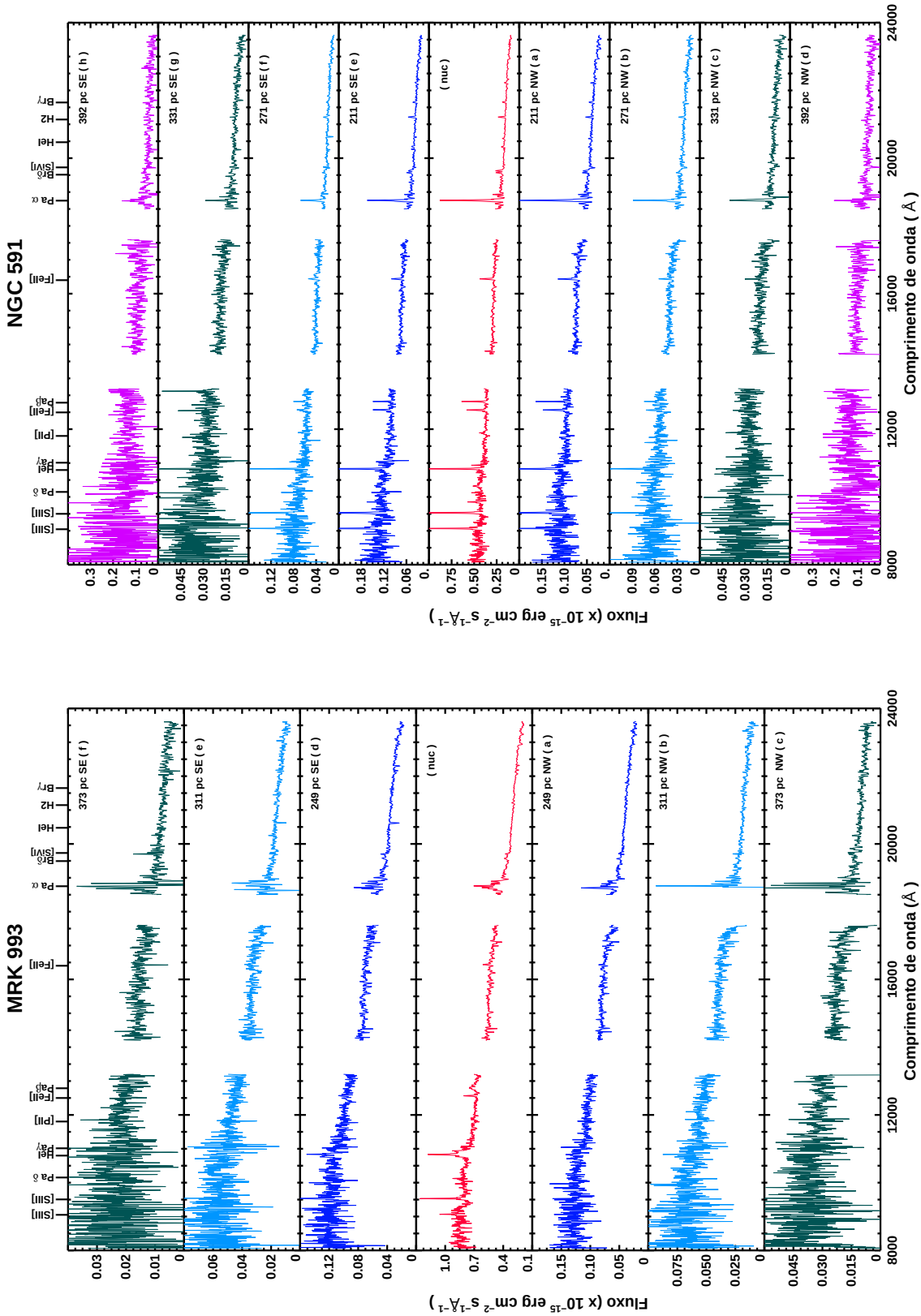


Figura 2.15: Espectros da região nuclear e estendida para MRK 993 e NGC 591.

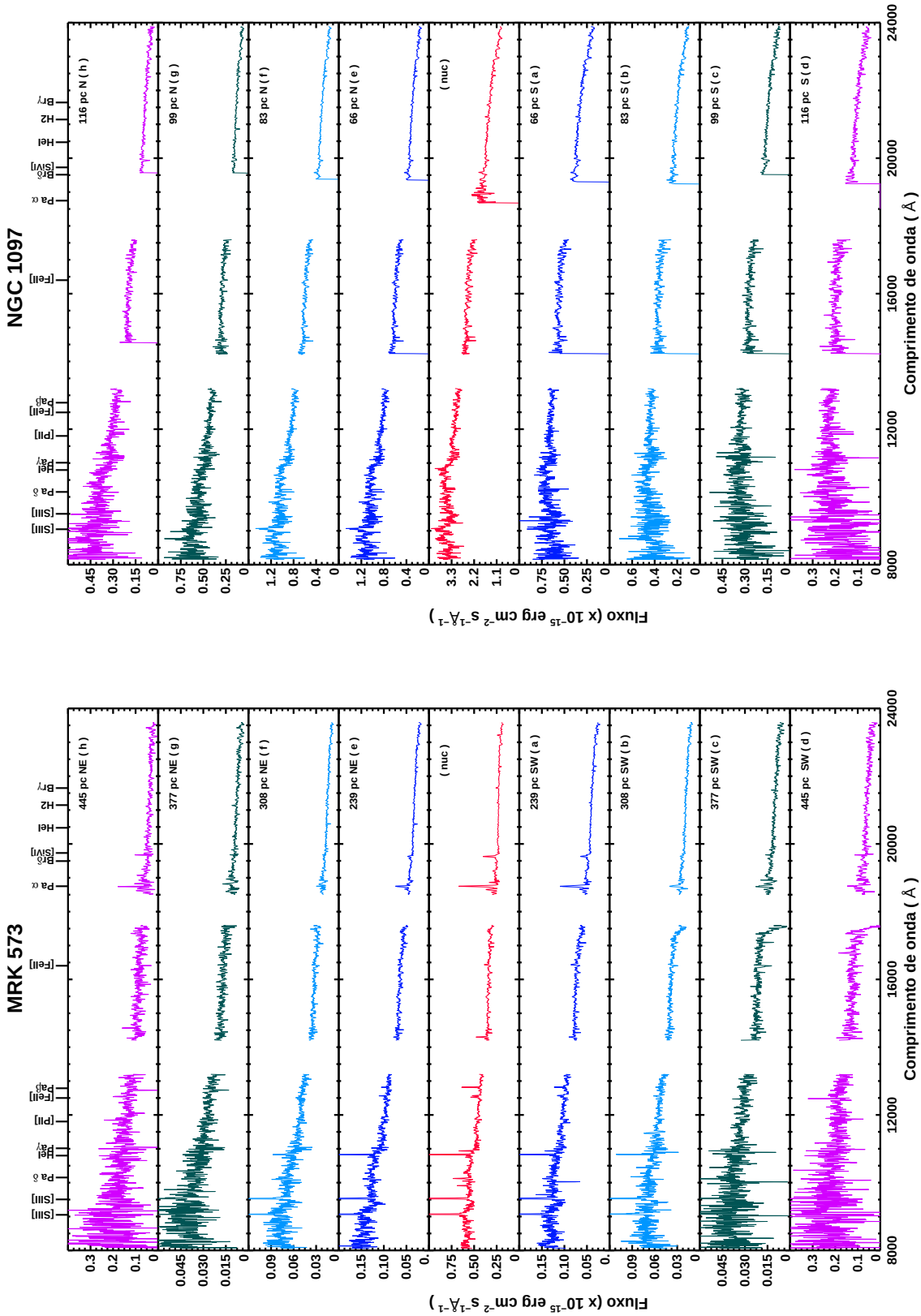


Figura 2.16: Espectros da região nuclear e estendida para MRK 573 e NGC 1097.

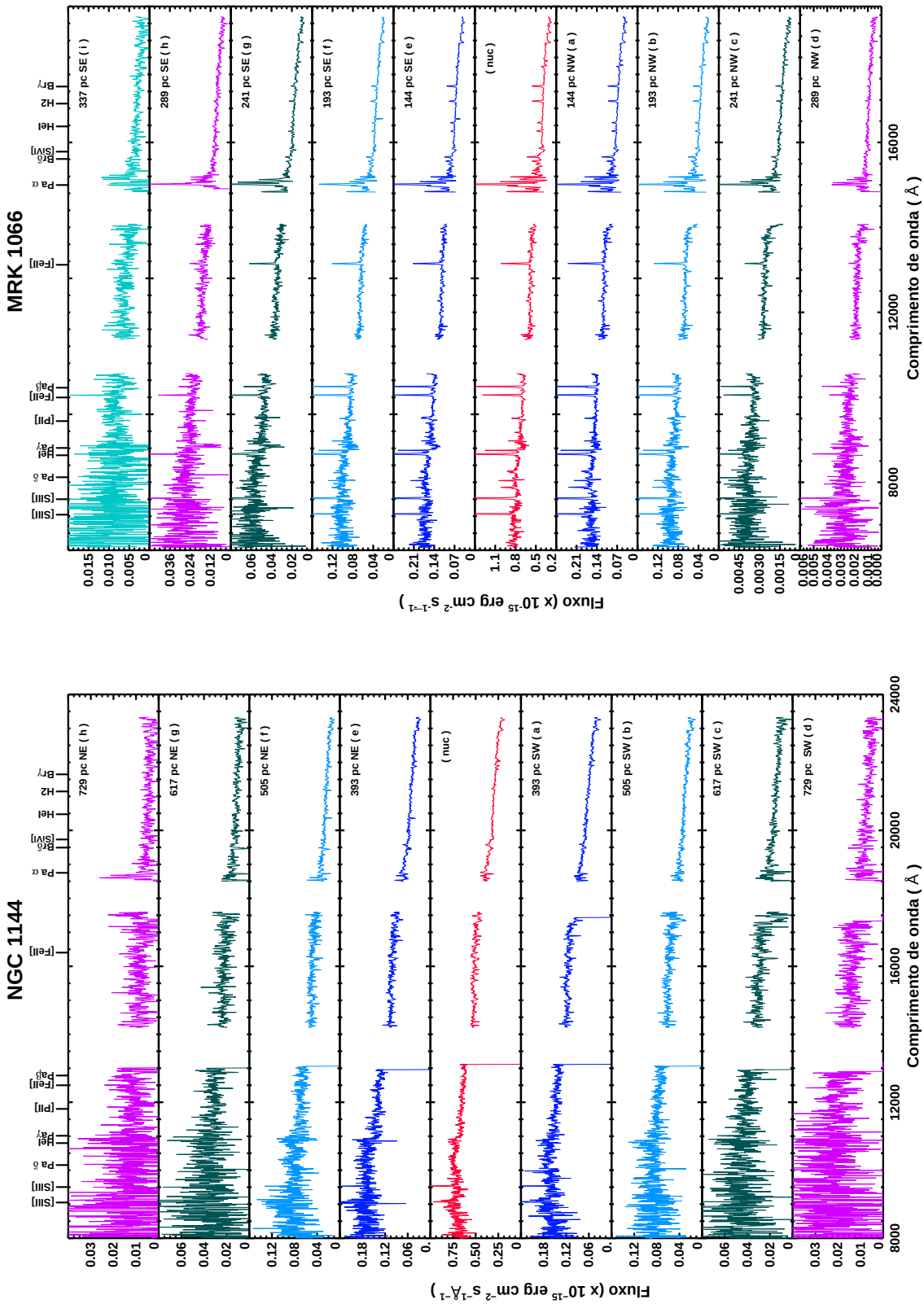


Figura 2.17: Espectros da região nuclear e estendida para NGC 1144 e MRK 1066.

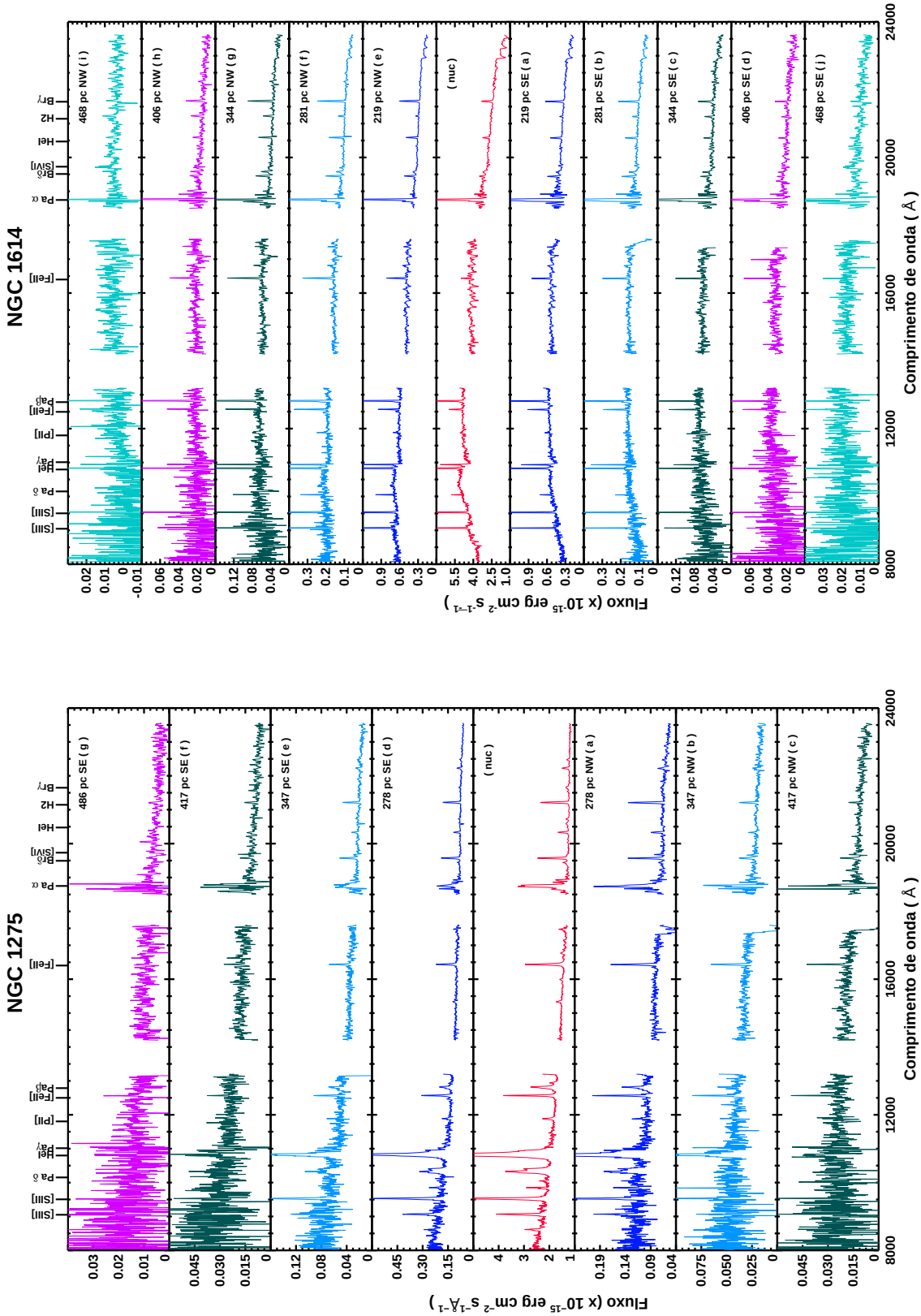


Figura 2.18: Espectros da região nuclear e estendida para NGC 1275 e NGC 1614.

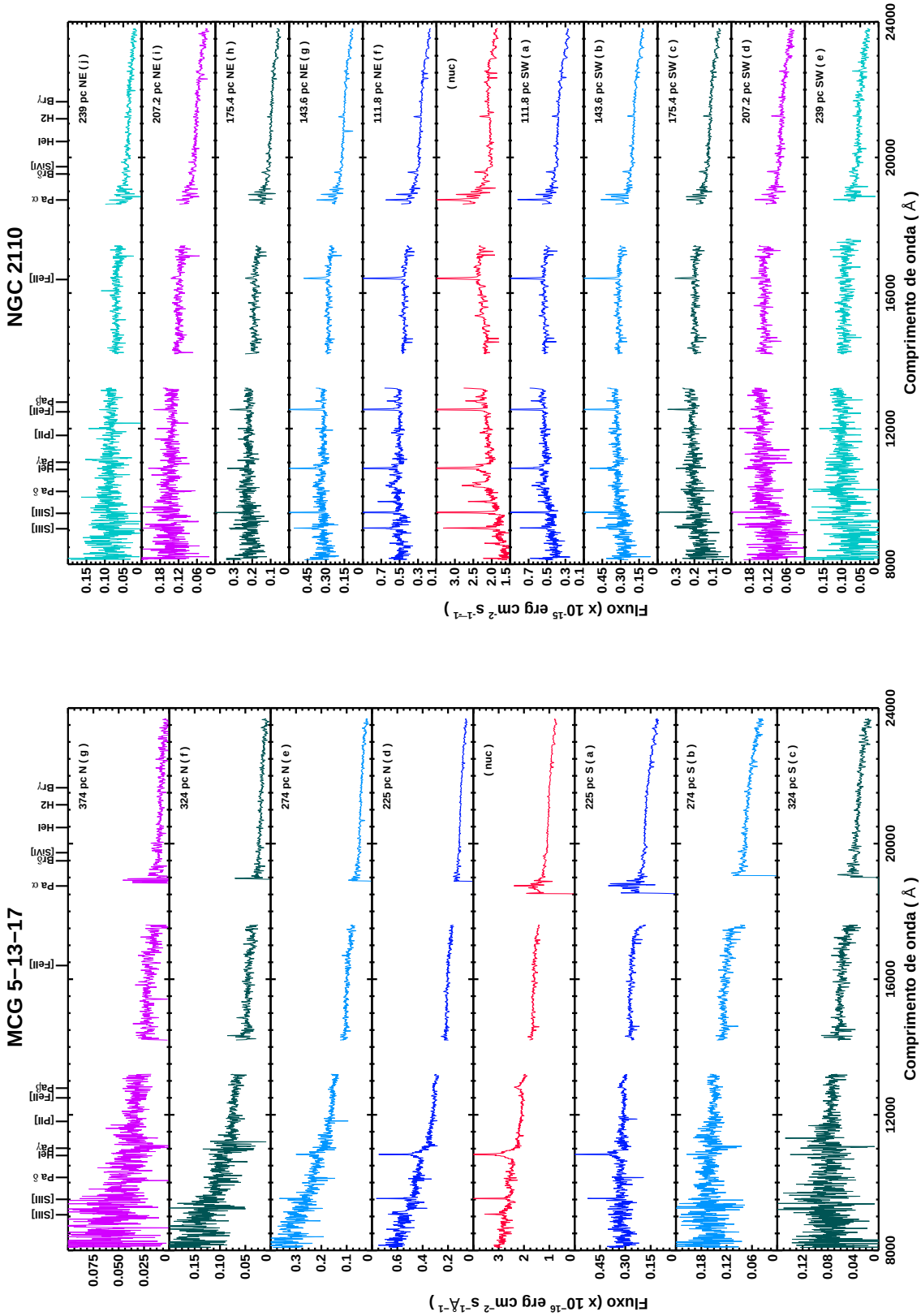


Figura 2.19: Espectros da região nuclear e estendida para MCG-5-13-17 e NGC 2110.

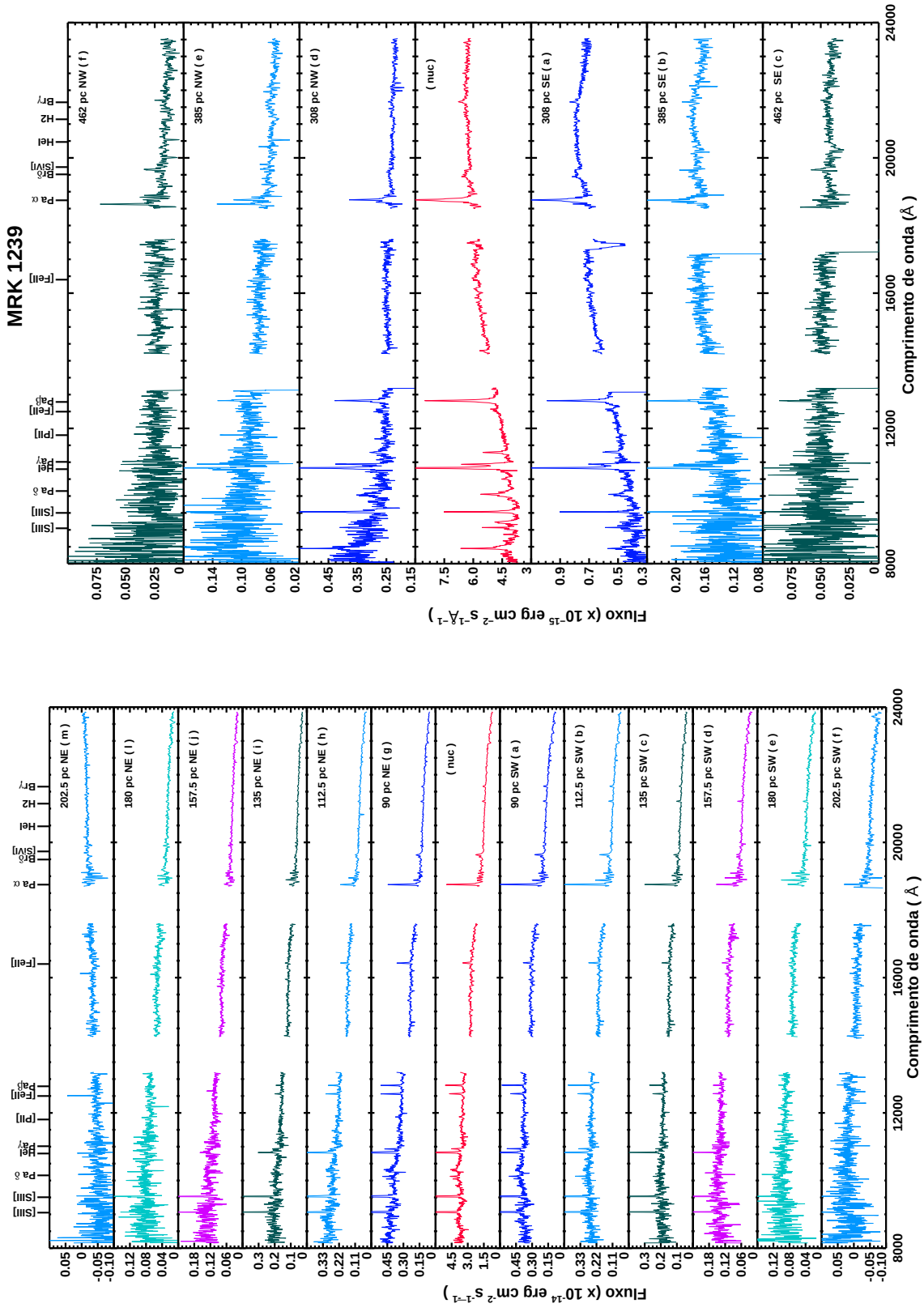


Figura 2.20: Espectros da região nuclear e estendida para ESO 428-G014 e MRK 1239.

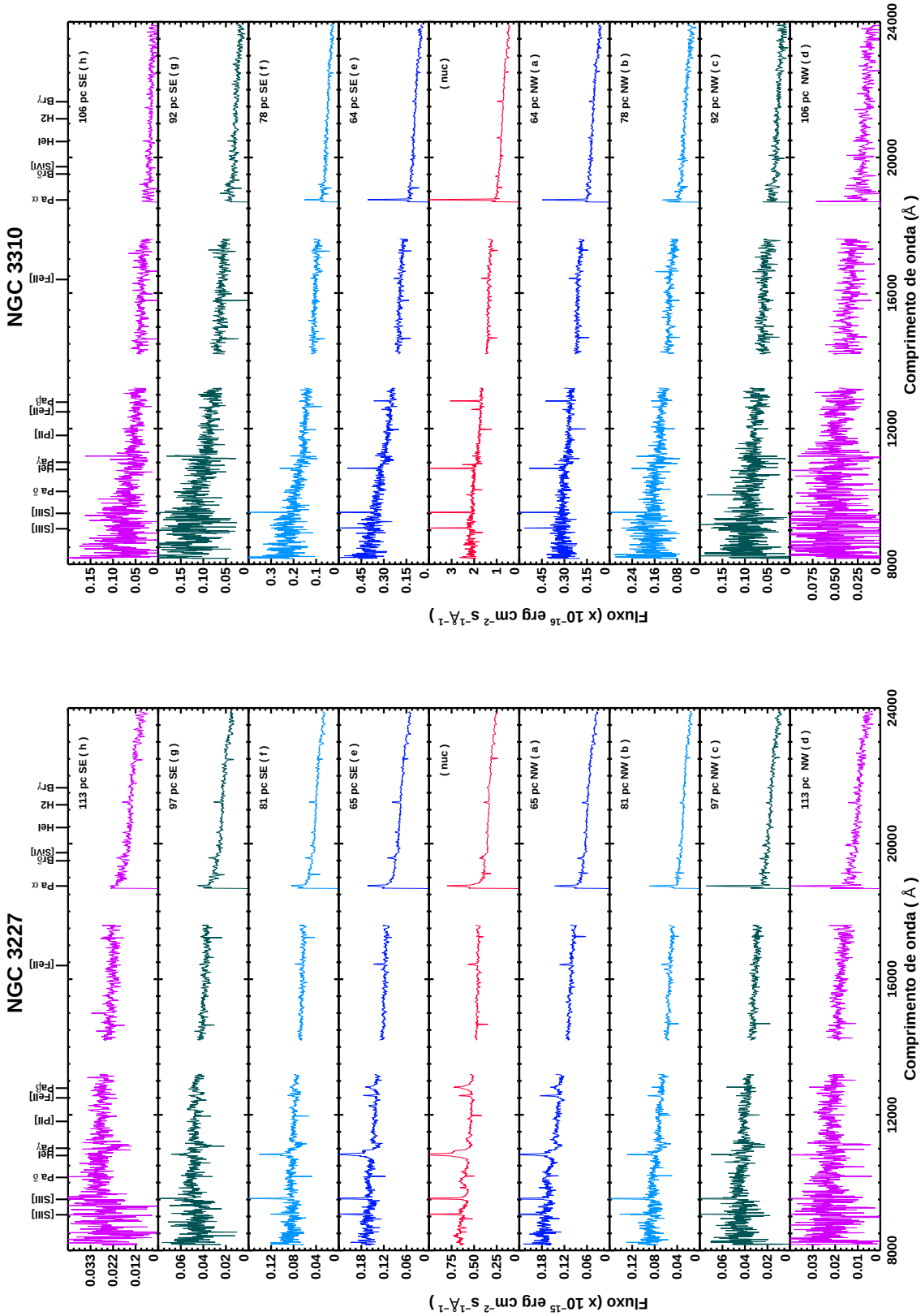


Figura 2.21: Espectros da região nuclear e estendida para NGC 3227 e NGC 3310.

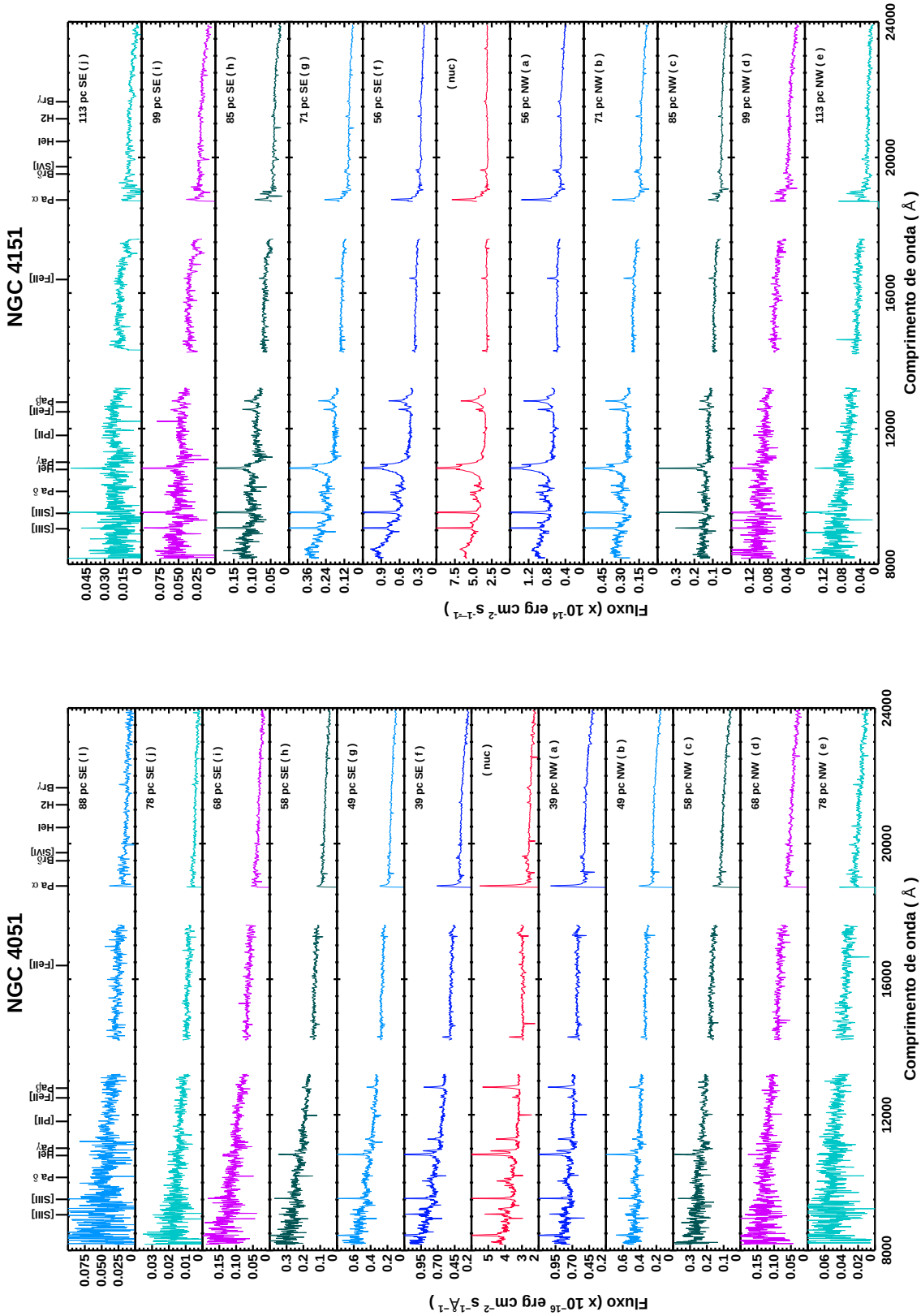


Figura 2.22: Espectros da região nuclear e estendida para NGC 4051 e NGC 4151.

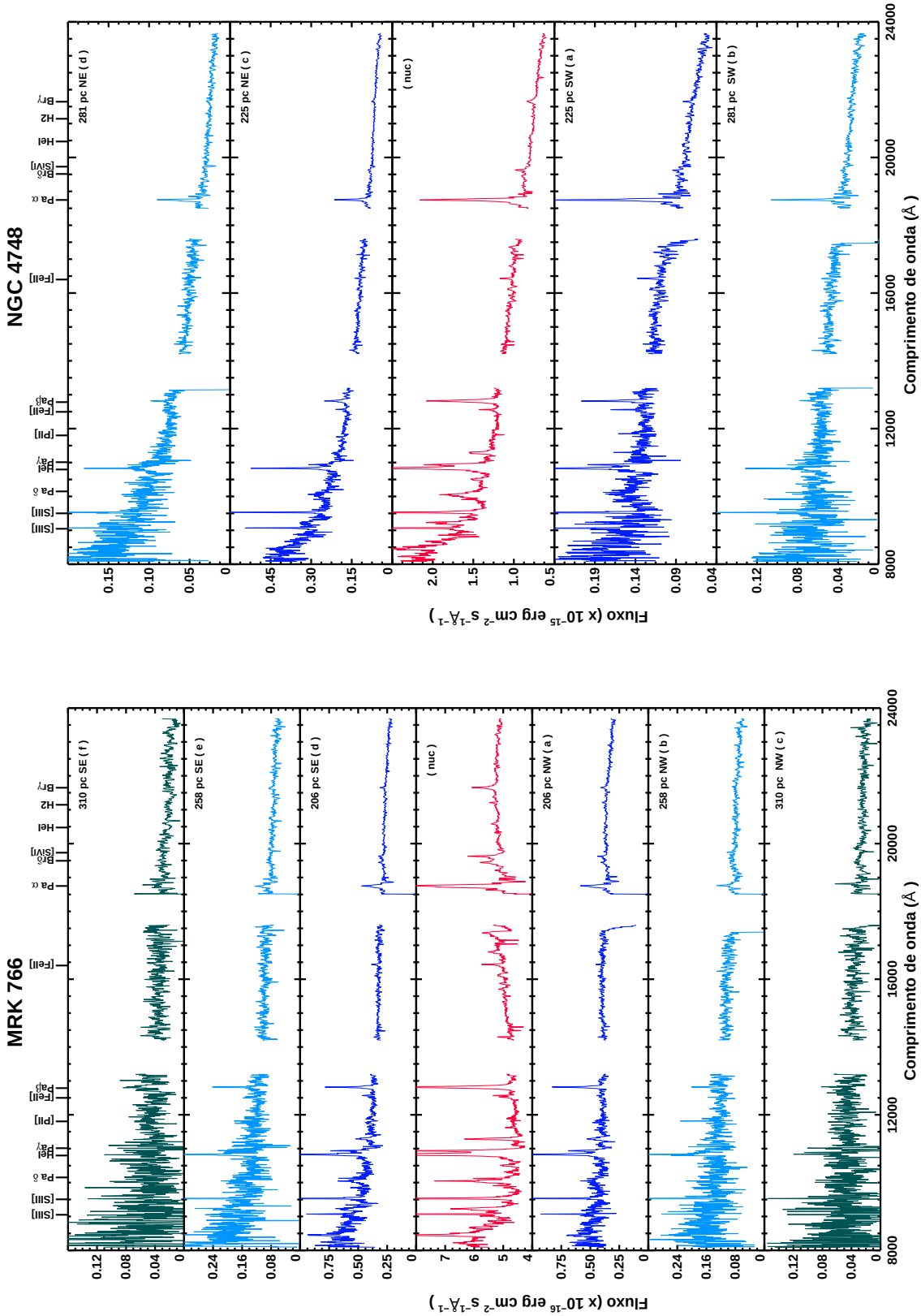


Figura 2.23: Espectros da região nuclear e estendida para MRK 766 e NGC 4748.

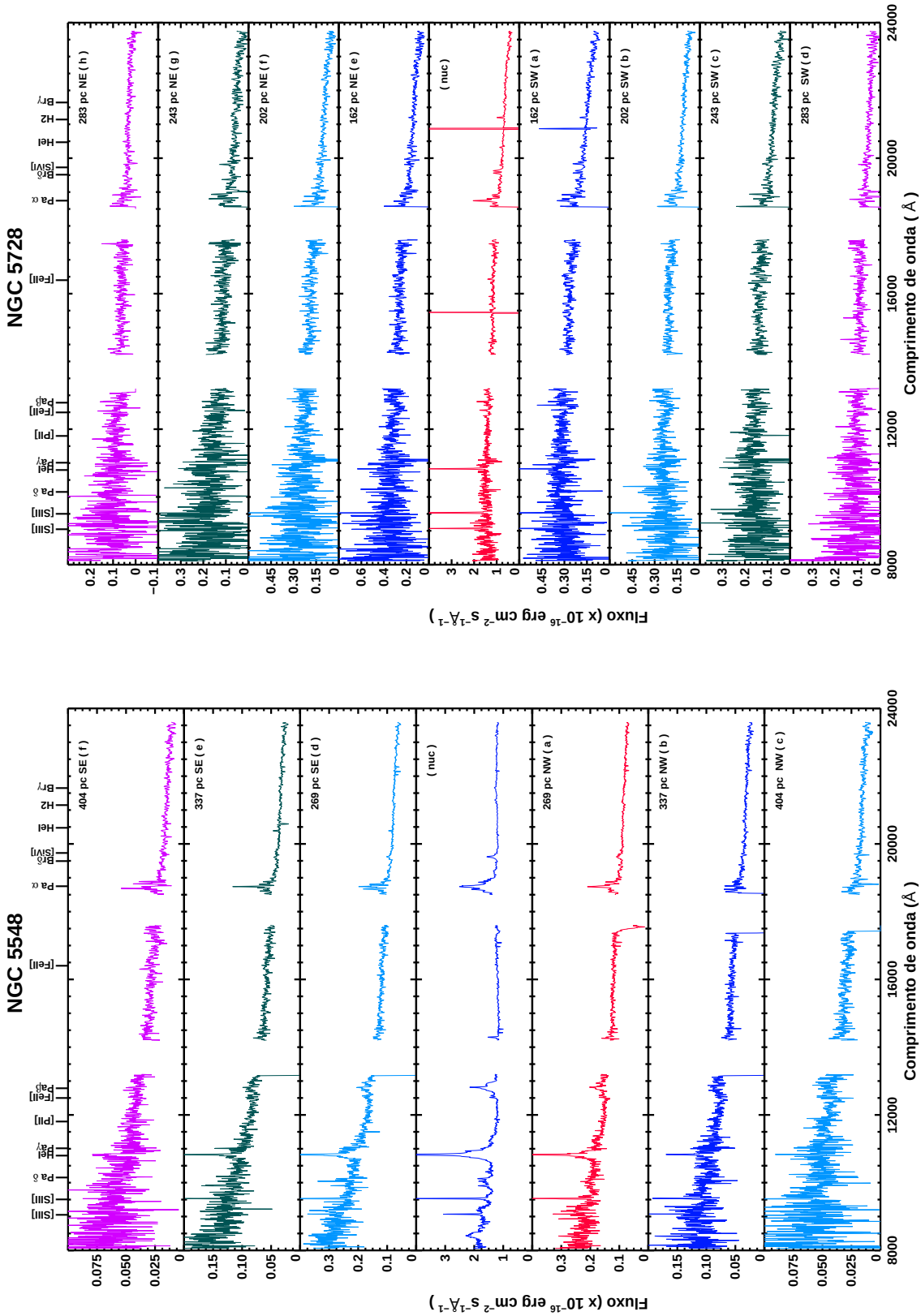


Figura 2.24: Espectros da região nuclear e estendida para NGC 5548 e NGC 5728.

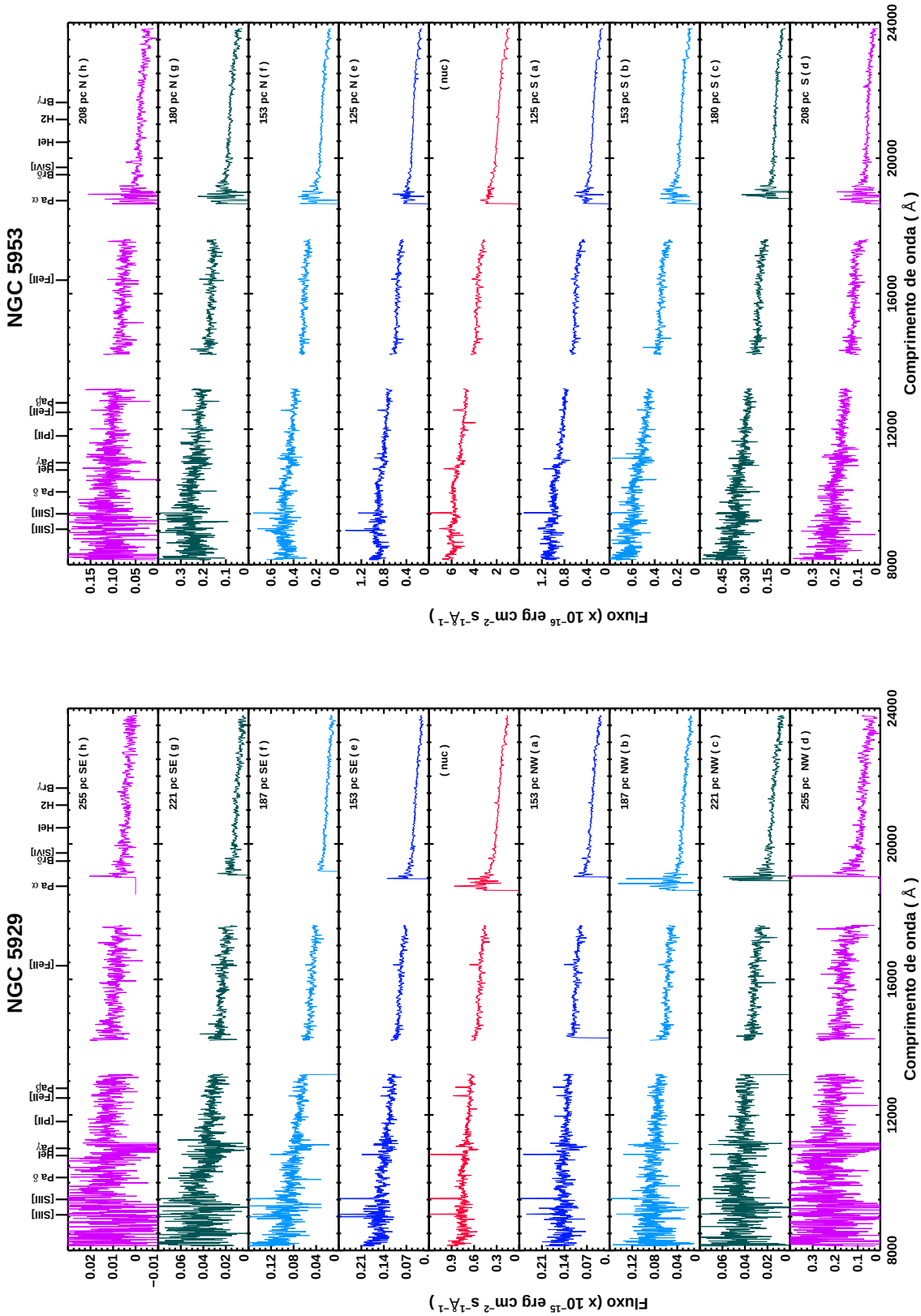


Figura 2.25: Espectros da região nuclear e estendida para NGC 5929 e NGC 5953.

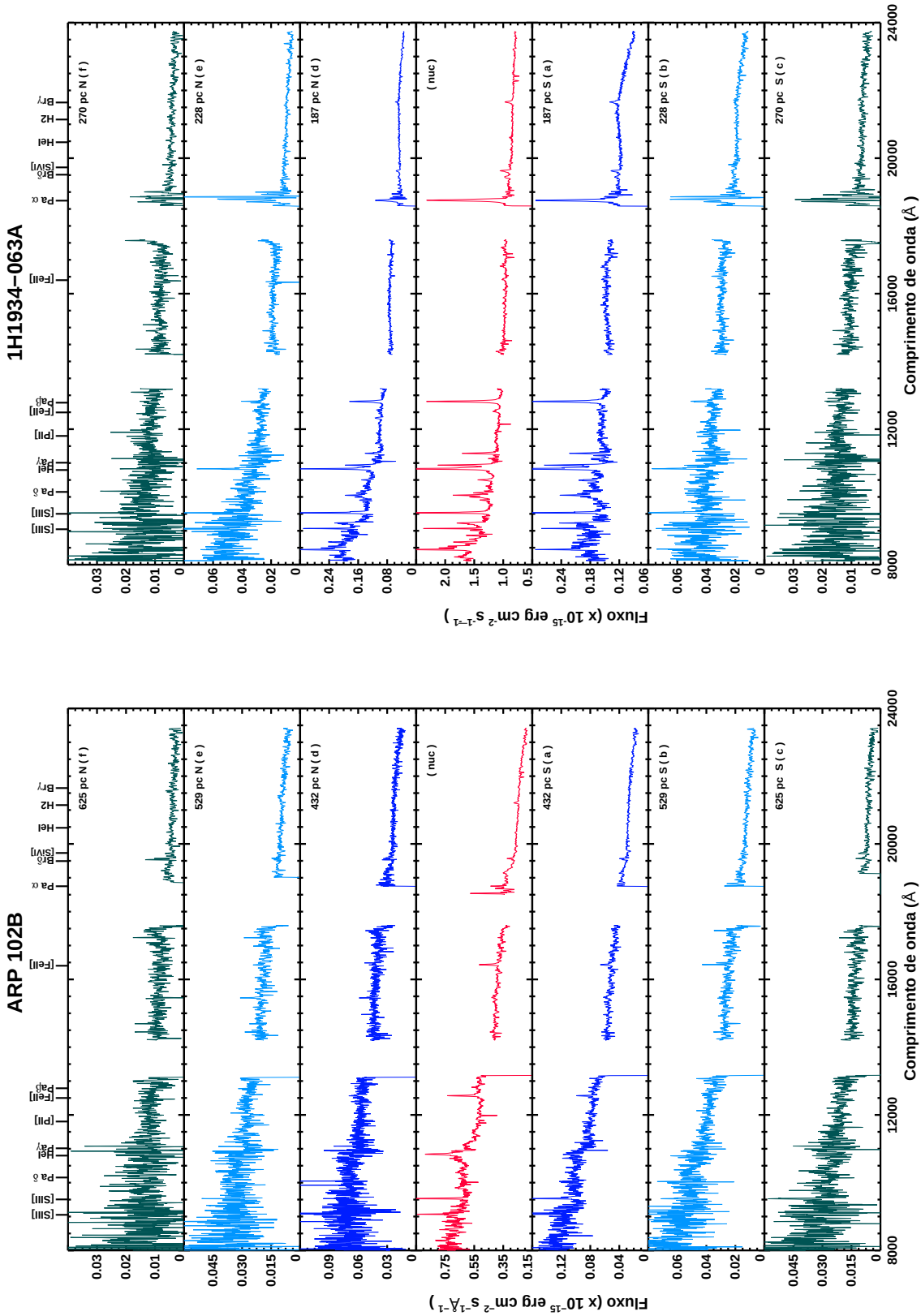


Figura 2.26: Espectros da região nuclear e estendida para ARP 102B e 1H1934-063A.

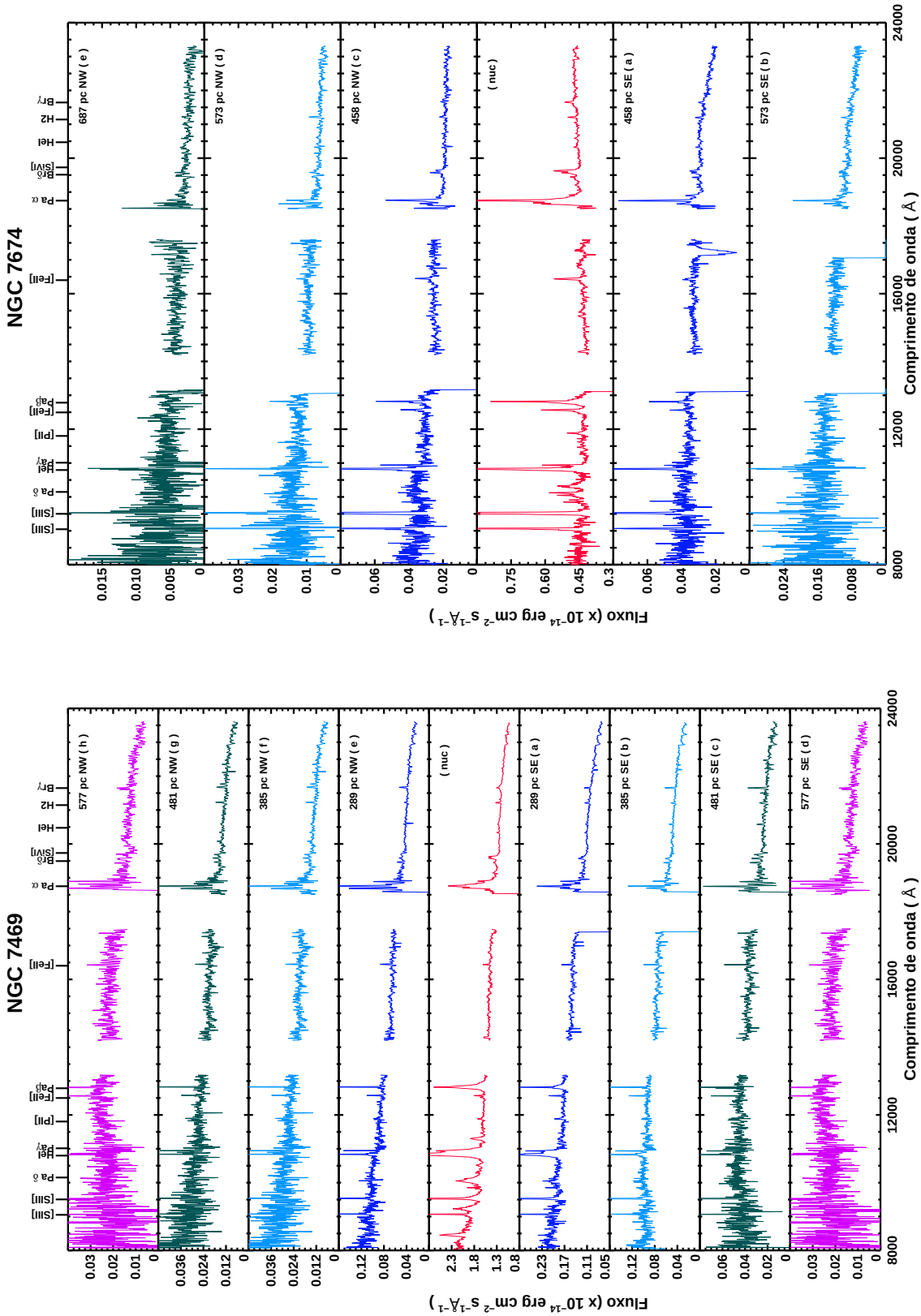


Figura 2.27: Espectros da região nuclear e estendida para NGC 7469 e NGC 7674.

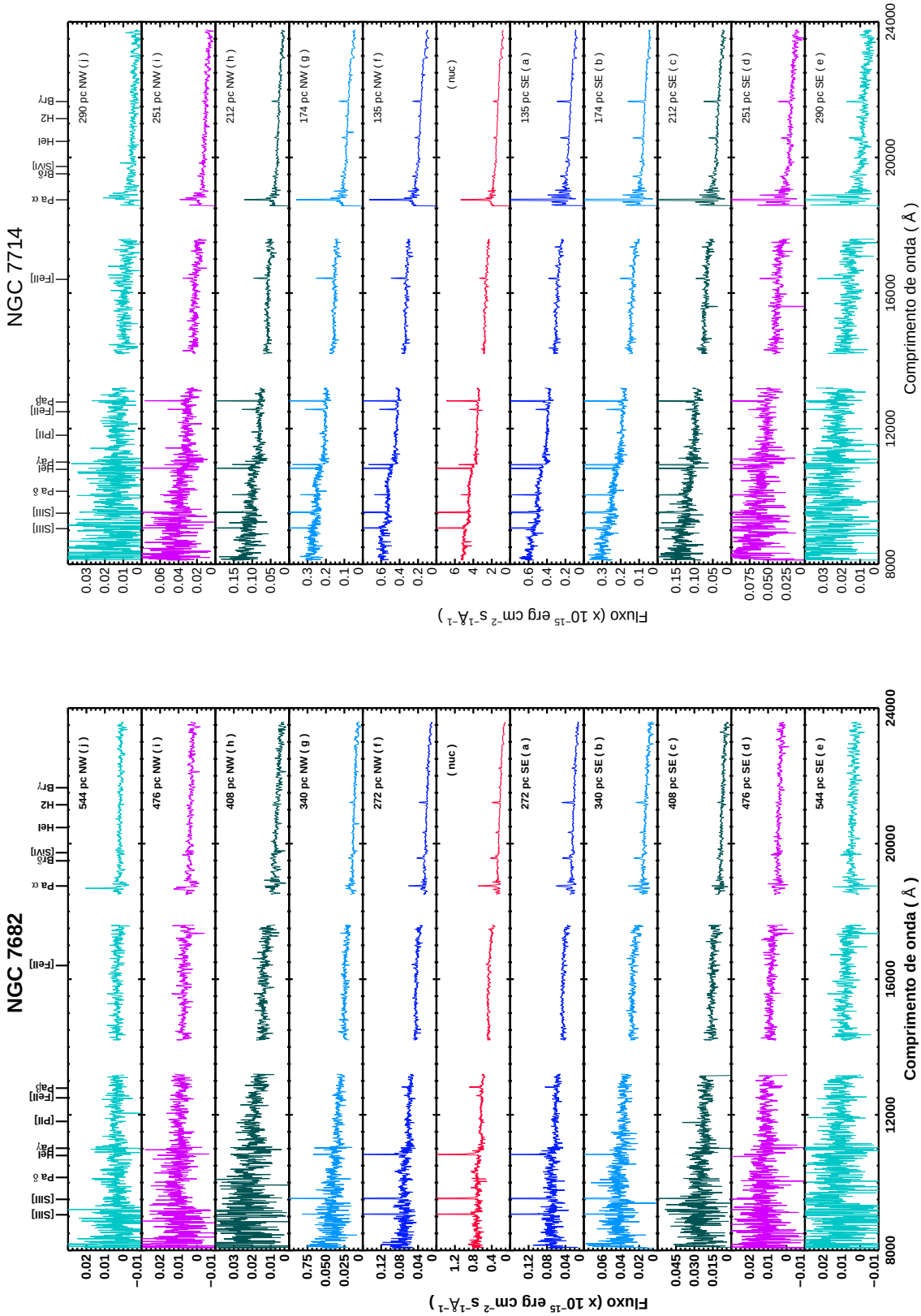


Figura 2.28: Espectros da região nuclear e estendida para NGC 7682 e NGC 7714.

Tabela 2.4: Fluxos observados em unidades de $10^{-15}$ erg cm$^{-2}$ s$^{-1}$.

| Galáxia | Extração | [SIII] 0.953$\mu$m | HeI 1.083$\mu$m | [FeII] 1.257$\mu$m | Pa$\beta$ 1.281$\mu$m | [FeII] 1.644$\mu$m | $H_2$ (1.0)S(1)o 2.121$\mu$m | Br$\gamma$ 2.165$\mu$m |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| (1) | (2) | (3) | (4) | (5) | (6) | (7) | (8) | (9) |
| MRK 334 | 633 NW | 1.06 ± 0.24 | < 0.47 | < 0.39 | 0.59 ± 0.19 | ... | ... | < 0.22 |
| | 542 NW | 1.66 ± 0.25 | 0.85 ± 0.21 | 0.36 ± 0.14 | 0.67 ± 0.10 | 0.29 ± 0.06 | < 0.11 | 0.25 ± 0.05 |
| | 452 NW | 5.32 ± 0.39 | 2.83 ± 0.25 | 1.02 ± 0.17 | 2.37 ± 0.13 | 0.94 ± 0.15 | 0.25 ± 0.05 | 0.69 ± 0.05 |
| | 361 NW | 11.56 ± 0.44 | 5.48 ± 0.30 | 1.49 ± 0.21 | 4.16 ± 0.19 | 2.05 ± 0.24 | 0.68 ± 0.08 | 1.44 ± 0.09 |
| | Núcleo | 38.76 ± 1.31 | 31.40 ± 0.77 | 7.44 ± 0.34 | 14.08 ± 0.34 | 9.52 ± 1.47 | 4.44 ± 0.50 | 5.44 ± 0.39 |
| | 361 SE | 8.76 ± 0.42 | 3.36 ± 0.22 | 1.76 ± 0.24 | 3.22 ± 0.21 | 1.72 ± 0.21 | 0.78 ± 0.13 | 0.74 ± 0.10 |
| | 452 SE | 4.28 ± 0.41 | 2.12 ± 0.21 | 0.87 ± 0.15 | 2.24 ± 0.17 | 0.82 ± 0.12 | 0.42 ± 0.05 | 0.50 ± 0.04 |
| | 542 SE | 2.12 ± 0.32 | 0.88 ± 0.14 | 0.40 ± 0.13 | 1.12 ± 0.14 | 0.41 ± 0.09 | 0.19 ± 0.06 | 0.19 ± 0.03 |
| | 633 SE | 1.94 ± 0.40 | < 0.80 | < 0.44 | 1.00 ± 0.22 | ... | ... | < 0.21 |
| NGC 34 | 624 N | ... | ... | ... | ... | ... | 0.24 ± 0.08 | < 0.16 |
| | 510 N | 1.24 ± 0.32 | 1.15 ± 0.36 | 0.79 ± 0.20 | 0.57 ± 0.16 | ... | 0.97 ± 0.12 | < 0.23 |
| | 397 N | 4.72 ± 0.83 | 4.18 ± 0.42 | 2.86 ± 0.38 | 1.78 ± 0.24 | 2.69 ± 0.65 | 2.50 ± 0.24 | 1.06 ± 0.22 |
| | Núcleo | 14.40 ± 1.38 | 9.33 ± 1.31 | 12.85 ± 1.00 | 11.47 ± 0.87 | 13.25 ± 2.12 | 13.15 ± 1.21 | 6.64 ± 1.02 |
| | 397 S | 2.62 ± 0.76 | 3.49 ± 1.06 | 2.54 ± 0.23 | 1.95 ± 0.18 | 3.14 ± 0.78 | 3.47 ± 0.25 | 1.27 ± 0.16 |
| | 510 S | 1.54 ± 0.45 | < 0.89 | 0.77 ± 0.29 | 0.65 ± 0.27 | ... | 1.10 ± 0.19 | 0.32 ± 0.12 |
| | 624 S | ... | ... | ... | < 0.43 | ... | 0.40 ± 0.06 | 0.15 ± 0.04 |
| MRK 993 | 979 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 816 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 653 SE | ... | ... | 1.03 ± 0.3 | ... | ... | ... | ... |
| | Núcleo | 10.5 ± 1.20 | 8.68 ± 0.75 | 3.36 ± 0.43 | 0.81 ± 0.56 | ... | 0.49 ±0.13 | ... |
| | 653 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 816 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 979 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| NGC 591 | 407 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 345 SE | 3.35 ± 0.97 | 2.43 ± 0.71 | ... | < 0.38 | ... | ... | ... |
| | 282 SE | 10.93 ± 0.83 | 5.25 ± 0.46 | 1.56 ± 0.59 | 1.50 ± 0.40 | 1.45 ± 0.29 | 0.69 ± 0.12 | 0.25 ± 0.08 |
| | 219 SE | 25.25 ± 0.92 | 15.02 ± 0.52 | 3.12 ± 0.39 | 2.13 ± 0.25 | 2.47 ± 0.37 | 1.47 ± 0.13 | 0.70 ± 0.13 |
| | Núcleo | 90.00 ± 1.84 | 55.00 ± 1.36 | 14.30 ± 0.51 | 13.67 ± 0.37 | 12.83 ± 1.15 | 5.72 ± 0.32 | 3.38 ± 0.38 |
| | 219 NW | 15.58 ± 0.80 | 11.45 ± 0.52 | 3.62 ± 0.28 | 2.62 ± 0.16 | 3.60 ± 0.43 | 1.01 ± 0.11 | 0.80 ± 0.14 |
| | 282 NW | 4.95 ± 0.82 | 4.47 ± 0.78 | 1.26 ± 0.39 | 1.16 ± 0.37 | 1.01 ± 0.23 | 0.54 ± 0.09 | 0.38 ± 0.12 |
| | 345 NW | ... | ... | ... | < 0.75 | ... | 0.22 ± 0.06 | 0.19 ± 0.08 |
| | 407 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| MRK 573 | 445 NE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 377 NE | 2.11 ± 0.99 | ... | ... | < 0.59 | ... | ... | ... |
| | 308 NE | 4.55 ± 0.55 | 1.69 ± 0.57 | ... | < 0.32 | ... | ... | ... |
| | 240 NE | 14.04 ± 0.61 | 6.06 ± 0.42 | 0.88 ± 0.21 | 0.77 ± 0.20 | ... | 0.27 ± 0.08 | 0.23 ± 0.08 |
| | Núcleo | 106.34 ± 1.49 | 52.52 ± 1.09 | 3.90 ± 0.52 | 10.48 ± 0.55 | 5.02 ± 1.25 | 1.29 ± 0.18 | 2.47 ± 0.19 |
| | 240 SW | 18.02 ± 0.60 | 8.03 ± 0.36 | 1.23 ± 0.27 | 1.58 ± 0.22 | 1.27 ± 0.41 | 0.34 ± 0.07 | 0.31 ± 0.07 |
| | 308 SW | 5.72 ± 0.51 | 2.25 ± 0.36 | 0.61 ± 0.26 | 0.36 ± 0.14 | ... | ... | < 0.15 |

Tabela 2.4 Continuação

| Galáxia (1) | Extração (2) | [SIII] 0.953$\mu$m (3) | HeI 1.083$\mu$m (4) | [FeII] 1.257$\mu$m (5) | Pa$\beta$ 1.281$\mu$m (6) | [FeII] 1.644$\mu$m (7) | $H_2$ (1.0)S(1)o 2.121$\mu$m (8) | Br$\gamma$ 2.165$\mu$m (9) |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| | 377 SW | 2.63 ± 0.59 | ... | ... | < 0.38 | ... | ... | ... |
| | 445 SW | 1.06 ± 0.26 | ... | ... | < 0.17 | ... | ... | ... |
| NGC 1144 | 1165 NE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 987 NE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 807 NE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 628 NE | 1.02 ± 0.23 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | Núcleo | 7.79 ± 0.96 | ... | ... | ... | ... | 0.94 ± 0.04$^{\dagger}$ | ... |
| | 628 SW | 1.33 ± 0.22 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 807 SW | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 987 SW | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 1165 SW | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| MRK 1066 | 534 SE | ... | ... | < 0.49 | < 0.24 | ... | ... | ... |
| | 458 SE | 1.51 ± 0.38 | 1.54 ± 0.27 | 1.03 ± 0.16 | 0.32 ± 0.12 | 0.75 ± 0.15 | ... | < 0.08 |
| | 381 SE | 5.46 ± 0.53 | 3.64 ± 0.13 | 2.58 ± 0.19 | 1.00 ± 0.14 | 2.19 ± 0.19 | 0.37 ± 0.07 | 0.41 ± 0.11 |
| | 305 SE | 13.73 ± 0.64 | 9.02 ± 0.34 | 5.41 ± 0.19 | 3.95 ± 0.14 | 4.86 ± 0.28 | 1.10 ± 0.11 | 1.06 ± 0.10 |
| | 229 SE | 28.86 ± 0.65 | 20.41 ± 0.85 | 8.66 ± 0.33 | 9.07 ± 0.23 | 8.06 ± 0.36 | 2.86 ± 0.14 | 1.91 ± 0.15 |
| | Núcleo | 176.02 ± 2.55 | 126.36 ± 2.38 | 38.74 ± 1.10 | 46.54 ± 0.82 | 34.06 ± 1.76 | 13.18 ± 0.63 | 15.26 ± 0.66 |
| | 229 NW | 38.48 ± 0.82 | 23.87 ± 0.43 | 10.95 ± 0.29 | 10.09 ± 0.21 | 9.36 ± 0.31 | 2.81 ± 0.12 | 2.91 ± 0.11 |
| | 305 NW | 16.72 ± 0.72 | 10.76 ± 0.52 | 5.43 ± 0.30 | 4.81 ± 0.22 | 4.60 ± 0.31 | 1.12 ± 0.07 | 1.28 ± 0.07 |
| | 381 NW | 5.77 ± 0.64 | 3.15 ± 0.45 | 1.63 ± 0.18 | 1.48 ± 0.15 | 1.51 ± 0.21 | 0.34 ± 0.06 | 0.49 ± 0.07 |
| | 458 NW | 2.21 ± 0.63 | 1.42 ± 0.21 | 0.68 ± 0.17 | 0.98 ± 0.19 | 0.41 ± 0.12 | 0.21 ± 0.05 | 0.13 ± 0.05 |
| NGC 1275 | 518 | ... | ... | 0.17 ± 0.05 | < 0.11 | ... | ... | ... |
| | 444 | 0.33 ± 0.15 | 0.56 ± 0.09 | 0.24 ± 0.07 | < 0.15 | 0.21 ± 0.05 | 0.21 ± 0.03 | < 0.06 |
| | 370 | 3.51 ± 0.44 | 9.20 ± 0.23 | 1.04 ± 0.14 | 0.53 ± 0.14 | 0.82 ± 0.10 | 0.58 ± 0.04 | < 0.09 |
| | 296 | 14.64 ± 0.42 | 42.32 ± 0.34 | 4.72 ± 0.19 | 2.30 ± 0.23 | 4.66 ± 0.13 | 3.09 ± 0.07 | 0.38 ± 0.12 |
| | 0 | 171.20 ± 2.17 | 541.60 ± 1.60 | 62.96 ± 0.72 | 46.64 ± 1.57 | 59.20 ± 0.98 | 36.88 ± 0.46 | 9.44 ± 1.21 |
| | 296 | 5.48 ± 0.52 | 18.56 ± 0.23 | 2.69 ± 0.15 | 2.73 ± 0.14 | 1.16 ± 0.15 | 2.20 ± 0.07 | < 0.14 |
| | 370 | 0.46 ± 0.13 | ... | 0.97 ± 0.10 | 0.42 ± 0.10 | 1.02 ± 0.10 | 0.54 ± 0.03 | < 0.06 |
| | 444 | 0.59 ± 0.21 | ... | 0.53 ± 0.08 | < 0.15 | 0.52 ± 0.05 | 0.16 ± 0.02 | < 0.04 |
| NGC 1614 | 535 N | < 0.28 | 0.8 ± 0.14 | 0.32 ± 0.09 | 0.66 ± 0.09 | ... | 0.31 ± 0.08 | < 0.15 |
| | 464 N | 3.12 ± 0.22 | 2.12 ± 0.16 | 0.56 ± 0.12 | 1.78 ± 0.11 | 0.56 ± 0.1 | 0.44 ± 0.08 | 0.64 ± 0.08 |
| | 393 N | 8.37 ± 0.44 | 6.47 ± 0.24 | 1.44 ± 0.15 | 4.71 ± 0.14 | 1.9 ± 0.16 | 0.65 ± 0.06 | 1.73 ± 0.06 |
| | 321 N | 24.9 ± 0.47 | 19.5 ± 0.23 | 3.76 ± 0.25 | 12.3 ± 0.22 | 4.57 ± 0.25 | 1 ± 0.08 | 4.66 ± 0.09 |
| | 250 N | 57.5 ± 0.47 | 47.3 ± 0.49 | 6.77 ± 0.57 | 27 ± 0.53 | 8.74 ± 0.99 | 1.32 ± 0.13 | 10.5 ± 0.16 |
| | Núcleo | 201 ± 2.46 | 170 ± 3.82 | 27.4 ± 1.81 | 89.9 ± 1.53 | 20.2 ± 6.1 | < 2.72 | 32.7 ± 1.36 |
| | 250 S | 41.1 ± 0.58 | 31.4 ± 0.51 | 6.95 ± 0.43 | 23.6 ± 0.39 | 8.54 ± 0.96 | 1.33 ± 0.18 | 9.7 ± 0.21 |
| | 321 S | 12.9 ± 0.48 | 9.99 ± 0.4 | 2.82 ± 0.2 | 8.88 ± 0.17 | 3.41 ± 0.26 | 0.83 ± 0.09 | 3.52 ± 0.12 |
| | 393 S | 3.57 ± 0.33 | 3.07 ± 0.25 | 1.1 ± 0.11 | 2.55 ± 0.11 | 1.26 ± 0.09 | 0.5 ± 0.06 | 1.13 ± 0.08 |
| | 464 S | 1.41 ± 0.3 | 1.75 ± 0.26 | 0.62 ± 0.1 | 0.95 ± 0.09 | 0.75 ± 0.1 | 0.16 ± 0.04 | 0.4 ± 0.04 |

Tabela 2.4 Continuação

| Galáxia (1) | Extração (2) | [SIII] 0.953$\mu$m (3) | HeI 1.083$\mu$m (4) | [FeII] 1.257$\mu$m (5) | Pa$\beta$ 1.281$\mu$m (6) | [FeII] 1.644$\mu$m (7) | $H_2$ (1.0)S(1)o 2.121$\mu$m (8) | Br$\gamma$ 2.165$\mu$m (9) |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| | 535 S | 0.68 ± 0.17 | 0.99 ± 0.23 | 0.42 ± 0.1 | 0.53 ± 0.06 | 0.27 ± 0.06 | ... | < 0.08 |
| MCC-5-13-17 | 404 N | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 350 N | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 296 N | ... | 0.15 ± 0.04 | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 242 N | 0.56 ± 0.07 | 0.47 ± 0.47 | ... | ... | ... | ... | ... |
| | Núcleo | 3.60 ± 0.16 | 5.45 ± 0.13 | 0.45 ± 0.14 | 0.48 ± 0.14 | ... | 2.04 ± 0.10$^{\dagger}$ | ... |
| | 242 S | 0.31 ± 0.05 | 0.56 ± 0.06 | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 296 S | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 350 S | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| NGC 2110 | 277 NE | ... | ... | 0.68 ± 0.28 | < 0.56 | ... | 0.28 ± 0.07 | < 0.14 |
| | 240 NE | < 1.43 | 1.39 ± 0.45 | 1.21 ± 0.22 | 0.41 ± 0.17 | ... | 0.22 ± 0.09 | < 0.18 |
| | 203 NE | 3.00 ± 0.63 | 2.54 ± 0.47 | 2.91 ± 0.41 | 0.45 ± 0.2 | 2.15 ± 0.54 | 0.53 ± 0.11 | < 0.23 |
| | 166 NE | 8.9 ± 0.78 | 5.1 ± 0.48 | 8.63 ± 0.41 | 1.03 ± 0.29 | 7.71 ± 0.64 | 1.33 ± 0.14 | < 0.28 |
| | 129 NE | 20.6 ± 1.18 | 17.1 ± 0.86 | 17.7 ± 0.56 | 2.74 ± 0.41 | 16.8 ± 0.73 | 2.28 ± 0.16 | 0.85 ± 0.16 |
| | Núcleo | 91.4 ± 2.04 | 126 ± 1.44 | 61.9 ± 1.42 | 11 ± 1.12 | 63.6 ± 2.44 | 8.49 ± 0.67 | 2.71 ± 0.61 |
| | 129 SW | 17.3 ± 0.78 | 18 ± 0.67 | 13.6 ± 0.62 | 2.36 ± 0.45 | 14.9 ± 0.62 | 2.13 ± 0.2 | 0.95 ± 0.2 |
| | 166 SW | 10 ± 0.93 | 10.6 ± 0.71 | 7.94 ± 0.44 | 1.26 ± 0.29 | 8.98 ± 0.49 | 1.51 ± 0.17 | 0.49 ± 0.17 |
| | 203 SW | 4.51 ± 0.62 | 1.92 ± 0.54 | 3.09 ± 0.54 | 0.65 ± 0.33 | 3.49 ± 0.37 | 1.03 ± 0.17 | < 0.34 |
| | 240 SW | 2.11 ± 0.56 | ... | 0.78 ± 0.38 | < 0.75 | ... | 0.93 ± 0.14 | < 0.29 |
| | 277 SW | ... | ... | ... | ... | ... | 0.42 ± 0.08 | < 0.16 |
| ESO 428-G014 | 243 NW | ... | ... | .. | ... | ... | ... | ... |
| | 216 NW | 2.2 ± 0.42 | ... | .. | < 0.44 | ... | ... | ... |
| | 189 NW | 3.83 ± 0.53 | ... | .. | < 0.26 | ... | 0.23 ± 0.06 | < 0.12 |
| | 162 NW | 9.06 ± 0.54 | 2.63 ± 0.38 | 1.15 ± 0.2 | 0.68 ± 0.13 | 0.61 ± 0.19 | 0.36 ± 0.12 | 0.26 ± 0.14 |
| | 135 NW | 22.5 ± 0.71 | 8.52 ± 0.62 | 1.91 ± 0.2 | 1.84 ± 0.24 | 1.48 ± 0.21 | 0.31 ± 0.07 | 0.28 ± 0.09 |
| | 108 NW | 51.6 ± 0.74 | 21.5 ± 0.56 | 4.57 ± 0.22 | 4.75 ± 0.22 | 3.85 ± 0.34 | 0.91 ± 0.11 | 0.93 ± 0.14 |
| | Núcleo | 366 ± 4.48 | 177 ± 3.47 | 33 ± 2.41 | 42.8 ± 2.35 | 30.7 ± 4.49 | 7.68 ± 0.88 | 10.7 ± 1.19 |
| | 108 SE | 38.5 ± 0.57 | 16.5 ± 0.34 | 2.87 ± 0.29 | 4.25 ± 0.25 | 2.42 ± 0.54 | 0.93 ± 0.13 | 1.17 ± 0.14 |
| | 135 SE | 25.7 ± 0.44 | 10.2 ± 0.46 | 2.09 ± 0.29 | 3.22 ± 0.26 | 1.95 ± 0.3 | 0.82 ± 0.08 | 1.01 ± 0.11 |
| | 162 SE | 12.7 ± 0.51 | 4.9 ± 0.44 | 1.43 ± 0.24 | 1.7 ± 0.21 | 1.12 ± 0.15 | 0.73 ± 0.08 | 0.53 ± 0.12 |
| | 189 SE | 5.62 ± 0.39 | 1.61 ± 0.25 | 0.51 ± 0.14 | 0.42 ± 0.11 | 0.81 ± 0.25 | 0.45 ± 0.06 | 0.2 ± 0.09 |
| | 216 SE | 2.53 ± 0.41 | ... | ... | < 0.29 | ... | 0.29 ± 0.06 | < 0.13 |
| | 243 SE | 1.07 ± 0.31 | ... | ... | < 0.27 | ... | ... | ... |
| MRK 1239 | 462 N | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 385 N | < 0.79 | 3.61 ± 0.57 | < 0.79 | 1.21 ± 0.39 | ... | ... | < 0.79 |
| | 308 N | 2.4 ± 0.51 | 6.7 ± 0.48 | 1.04 ± 0.34 | 2.51 ± 0.3 | ... | ... | 0.58 ± 0.23 |
| | Núcleo | 53.7 ± 2.1 | 121 ± 2.78 | 8.3 ± 1.88 | 60.4 ± 2.54 | 12.16 ± 3.13 | ... | 12 ± 4.24 |
| | 308 S | 7.75 ± 0.84 | 15 ± 0.59 | 1.18 ± 0.24 | 6.14 ± 0.28 | ... | ... | 2.15 ± 0.36 |
| | 385 S | 2.41 ± 0.38 | 4.25 ± 0.49 | 0.65 ± 0.2 | 1.66 ± 0.2 | ... | ... | 0.43 ± 0.08 |

Tabela 2.4 Continuação

| Galáxia (1) | Extração (2) | [SIII] 0.953$\mu$m (3) | HeI 1.083$\mu$m (4) | [FeII] 1.257$\mu$m (5) | Pa$\beta$ 1.281$\mu$m (6) | [FeII] 1.644$\mu$m (7) | $H_2$ (1.0)S(1)o 2.121$\mu$m (8) | Br$\gamma$ 2.165$\mu$m (9) |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| | 462 S | 0.42 ± 0.11 | 0.81 ± 0.23 | < 0.65 | 1.32 ± 0.33 | ... | ... | < 0.65 |
| NGC 3227 | 113 SE | ... | ... | ... | ... | ... | 0.52 ± 0.11 | <0.22 |
| | 97 SE | 4.01 ± 1.06 | 2.37 ± 0.46 | ... | < 0.87 | ... | 1.04 ± 0.16 | < 0.32 |
| | 81 SE | 8.78 ± 1.04 | 5.62 ± 0.72 | 1.47 ± 0.34 | < 0.70 | 1.53 ± 0.35 | 1.53 ± 0.18 | < 0.36 |
| | 65 SE | 20.52 ± 1.46 | 12.82 ± 0.99 | 4.16 ± 0.70 | 1.55 ± 0.78 | 4.20 ± 0.60 | 3.32 ± 0.22 | 0.68 ± 0.22 |
| | Núcleo | 228.60 ± 5.08 | 137.25 ± 3.95 | 40.95 ± 1.90 | 28.93 ± 2.88 | 38.56 ± 2.92 | 17.15 ± 0.85 | 7.15 ± 2.02 |
| | 65 NW | 27.14 ± 1.03 | 8.32 ± 0.75 | 8.23 ± 0.88 | 1.02 ± 0.53 | 4.86 ± 0.58 | 2.13 ± 0.22 | 0.85 ± 0.22 |
| | 81 NW | 10.98 ± 1.01 | 3.25 ± 0.45 | 3.05 ± 0.46 | 1.60 ± 0.27 | 2.29 ± 0.46 | 1.17 ± 0.22 | 0.67 ± 0.16 |
| | 97 NW | 6.48 ± 0.84 | 3.44 ± 0.57 | 0.60 ± 0.21 | 1.21 ± 0.20 | ... | 0.56 ± 0.12 | 0.43 ± 0.12 |
| | 113 NW | 3.19 ± 0.74 | 2.33 ± 0.62 | < 0.39 | 0.71 ± 0.20 | ... | 0.52 ± 0.10 | 0.27 ± 0.10 |
| NGC 3310 | 106 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 92 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 78 SE | 4.67 ± 0.71 | 2.80 ± 0.79 | < 0.80 | 0.92 ± 0.38 | 0.49 ± 0.19 | ... | < 0.37 |
| | 64 SE | 9.62 ± 1.02 | 4.50 ± 0.37 | 1.17 ± 0.36 | 2.53 ± 0.41 | 1.47 ± 0.45 | < 0.38 | 0.83 ± 0.19 |
| | Núcleo | 84.76 ± 2.22 | 44.72 ± 1.79 | 10.00 ± 1.07 | 30.55 ± 1.04 | 10.15 ± 1.22 | 1.75 ± 0.58 | 10.40 ± 0.52 |
| | 64 NW | 9.30 ± 0.77 | 5.23 ± 0.59 | 0.87 ± 0.30 | 3.59 ± 0.37 | 1.83 ± 0.41 | < 0.39 | 1.30 ± 0.19 |
| | 78 NW | 3.45 ± 0.75 | 1.78 ± 0.61 | < 0.92 | 0.81 ± 0.21 | 0.52 ± 0.22 | < 0.29 | 0.41 ± 0.14 |
| | 92 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 106 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| NGC 4051 | 88 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 78 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 68 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 58 SE | 1.99 ± 0.45 | 3.16 ± 0.43 | ... | < 0.30 | ... | ... | ... |
| | 49 SE | 3.37 ± 0.55 | 5.20 ± 0.59 | < 0.41 | 1.26 ± 0.20 | ... | 0.55 ± 0.11 | < 0.21 |
| | 39 SE | 12.60 ± 1.31 | 15.84 ± 0.60 | 1.30 ± 0.53 | 10.26 ± 0.72 | ... | 1.09 ± 0.22 | < 0.43 |
| | Núcleo | 58.95 ± 3.09 | 89.01 ± 1.49 | 3.25 ± 0.80 | 18.63 ± 0.80 | 5.33 ± 1.95 | 4.95 ± 0.67 | 2.32 ± 0.67 |
| | 39 NW | 10.17 ± 1.26 | 16.38 ± 0.51 | < 0.97 | 6.39 ± 0.48 | 0.59 ± 0.15 | 1.18 ± 0.20 | 0.56 ± 0.20 |
| | 49 NW | 4.82 ± 0.83 | 4.48 ± 0.46 | < 1.12 | 4.13 ± 0.56 | ... | 0.58 ± 0.15 | 0.99 ± 0.34 |
| | 58 NW | 1.69 ± 0.48 | 4.16 ± 0.82 | < 0.52 | 1.17 ± 0.26 | ... | ... | < 0.24 |
| | 68 NW | ... | 1.00 ± 0.41 | ... | < 0.82 | ... | ... | ... |
| | 78 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| NGC 4151 | 121 SE | 1.86 ± 0.47 | 1.76 ± 0.44 | ... | < 0.43 | ... | ... | ... |
| | 106 SE | 4.80 ± 0.54 | 4.68 ± 0.35 | 0.86 ± 0.30 | 0.84 ± 0.30 | 0.41 ± 0.18 | ... | < 0.27 |
| | 91 SE | 12.48 ± 0.81 | 10.48 ± 0.62 | 2.62 ± 0.05 | 1.62 ± 0.38 | 0.79 ± 0.20 | 0.56 ± 0.14 | < 0.47 |
| | 76 SE | 31.20 ± 0.96 | 28.40 ± 0.70 | 4.46 ± 0.36 | 3.56 ± 0.27 | 2.90 ± 0.34 | 1.56 ± 0.24 | 0.91 ± 0.24 |
| | 61 SE | 75.80 ± 1.30 | 85.80 ± 0.83 | 11.62 ± 0.93 | 12.62 ± 0.48 | 9.66 ± 0.42 | 3.08 ± 0.23 | 2.16 ± 0.31 |
| | Núcleo | 432.00 ± 6.98 | 660.00 ± 4.17 | 80.80 ± 2.52 | 98.20 ± 1.84 | 51.80 ± 3.11 | 10.04 ± 2.22 | 20.20 ± 2.78 |
| | 61 NW | 101.80 ± 1.82 | 137.20 ± 1.45 | 18.40 ± 0.75 | 26.40 ± 0.73 | 15.02 ± 1.06 | 4.62 ± 0.44 | 3.72 ± 0.55 |
| | 76 NW | 37.80 ± 1.31 | 42.60 ± 0.73 | 8.92 ± 0.59 | 7.14 ± 0.53 | 6.52 ± 0.65 | 2.86 ± 0.27 | 1.46 ± 0.22 |

Tabela 2.4 Continuação

| Galáxia (1) | Extração (2) | [SIII] 0.953$\mu$m (3) | HeI 1.083$\mu$m (4) | [FeII] 1.257$\mu$m (5) | Pa$\beta$ 1.281$\mu$m (6) | [FeII] 1.644$\mu$m (7) | $H_2$ (1.0)S(1)o 2.121$\mu$m (8) | Br$\gamma$ 2.165$\mu$m (9) |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| | 91 NW | 11.58 ± 0.64 | 12.22 ± 0.34 | 3.46 ± 0.42 | 2.60 ± 0.40 | 2.60 ± 0.47 | 1.04 ± 0.08 | 0.42 ± 0.09 |
| | 106 NW | 6.62 ± 0.73 | 5.28 ± 0.51 | 1.31 ± 0.38 | 1.19 ± 0.38 | ... | 0.31 ± 0.06 | < 0.29 |
| | 121 NW | 5.38 ± 1.15 | 3.06 ± 0.61 | ... | < 0.81 | ... | ... | ... |
| MRK 766 | 389 N | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 324 N | 3.01 ± 0.28 | 2.77 ± 0.23 | < 0.48 | 1.76 ± 0.24 | ... | ... | < 0.21 |
| | 259 N | 9.55 ± 0.35 | 6.60 ± 0.26 | 1.40 ± 0.30 | 2.38 ± 0.20 | 0.97 ± 0.17 | < 0.26 | 0.90 ± 0.13 |
| | Núcleo | 100.00 ± 1.60 | 90.00 ± 1.47 | 7.35 ± 0.76 | 30.95 ± 0.72 | 7.15 ± 0.94 | 4.64 ± 0.86 | 8.35 ± 0.83 |
| | 259 S | 7.80 ± 0.54 | 8.85 ± 0.38 | < 0.39 | 1.83 ± 0.20 | 0.59 ± 0.12 | 0.87 ± 0.21 | 1.42 ± 0.21 |
| | 324 S | 3.03 ± 0.48 | 2.67 ± 0.30 | < 0.57 | 1.06 ± 0.28 | ... | ... | < 0.23 |
| | 389 S | 0.72 ± 0.20 | ... | ... | < 0.16 | ... | ... | ... |
| NGC 4748 | 327 NE | 2.67 ± 0.5 | 2.26 ± 0.55 | < 0.37 | 0.72 ± 0.18 | .. | < 0.23 | 0.28 ± 0.11 |
| | 261 NE | 8.88 ± 0.69 | 5.67 ± 0.52 | 1 ± 0.26 | 1.11 ± 0.26 | 0.5 ± 0.15 | 0.08 ± 0.03 | 0.18 ± 0.05 |
| | Núcleo | 51.7 ± 1.04 | 43.53± 0.93 | 6.3 ± 0.81 | 9.28 ± 0.81 | 5.22 ± 0.81 | 0.75 ± 0.16 | 2.43 ± 0.44 |
| | 261 SW | 6.21 ± 0.57 | 2.55 ± 0.35 | 0.91 ± 0.16 | 0.79 ± 0.16 | 0.87 ± 0.12 | 0.16 ± 0.03 | 0.27 ± 0.06 |
| | 327 SW | 2.69 ± 0.6 | 2.46 ± 0.52 | < 0.49 | 0.62 ± 0.25 | ... | ... | < 0.11 |
| NGC 5548 | 404 NE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 337 NE | 0.51 ± 0.13 | 0.95 ± 0.08 | ... | < 0.08 | ... | ... | ... |
| | 269 NE | 1.80 ± 0.28 | 2.96 ± 0.15 | 0.27 ± 0.07 | 0.35 ± 0.07 | ... | ... | ... |
| | Núcleo | 24.32 ± 0.59 | 52.80 ± 0.61 | 2.00 ± 0.23 | 4.52 ± 0.23 | 0.60 ± 0.20 | 0.66 ± 0.13 | 0.78 ± 0.15 |
| | 269 SW | 1.78 ± 0.22 | 2.37 ± 0.11 | 0.15 ± 0.08 | 0.21 ± 0.08 | ... | ... | ... |
| | 337 SW | 0.54 ± 0.11 | 0.56 ± 0.14 | ... | < 0.12 | ... | ... | ... |
| | 404 SW | 0.39 ± 0.14 | 0.23 ± 0.10 | ... | < 0.09 | ... | ... | ... |
| NGC 5728 | 369 NE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 317 NE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 264 NE | 3.30 ± 1.14 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 211 NE | 4.42 ± 0.97 | 2.05 ± 0.66 | ... | ... | ... | ... | ... |
| | Núcleo | 58.00 ± 3.05 | 29.85 ± 1.51 | 3.32 ± 1.00 | 5.20 ± 1.10 | ... | 4.94 ± 0.31 | < 1.48 |
| | 211 SW | 5.70 ± 0.71 | 3.51 ± 0.62 | ... | ... | ... | 0.74 ± 0.13 | ... |
| | 264 SW | 2.77 ± 0.53 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 317 SW | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 369 SW | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| NGC 5929 | 255 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 221 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 187 SE | 3.39 ± 0.46 | 1.70 ± 0.39 | 0.52 ± 0.14 | 0.30 ± 0.10 | 0.36 ± 0.11 | ... | < 0.10 |
| | 153 SE | 5.22 ± 0.69 | 2.46 ± 0.69 | 1.21 ± 0.32 | 0.73 ± 0.20 | 0.78 ± 0.13 | 0.30 ± 0.07 | 0.27 ± 0.07 |
| | Núcleo | 33.76 ± 0.96 | 16.96 ± 0.99 | 8.19 ± 0.66 | 6.14 ± 0.56 | 6.06 ± 0.41 | 2.64 ± 0.31 | 1.31 ± 0.29 |
| | 153 SE | 6.98 ± 0.58 | 3.26 ± 0.43 | 0.92 ± 0.22 | 1.39 ± 0.26 | 1.60 ± 0.32 | 0.56 ± 0.10 | 0.26 ± 0.10 |
| | 187 SE | 3.42 ± 0.73 | 1.31 ± 0.26 | 0.44 ± 0.15 | 0.58 ± 0.19 | 0.84 ± 0.16 | 0.27 ± 0.07 | < 0.14 |

Tabela 2.4 Continuação

| Galáxia (1) | Extração (2) | [SIII] 0.953$\mu$m (3) | HeI 1.083$\mu$m (4) | [FeII] 1.257$\mu$m (5) | Pa$\beta$ 1.281$\mu$m (6) | [FeII] 1.644$\mu$m (7) | $H_2$ (1.0)S(1)o 2.121$\mu$m (8) | Br$\gamma$ 2.165$\mu$m (9) |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| | 221 SE | 1.36 ± 0.45 | 0.45 ± 0.15 | ... | ... | ... | 0.16 ± 0.05 | < 0.10 |
| | 255 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| NGC 5953 | 210 N | ... | ... | 0.57 ± 0.17 | ... | ... | ... | ... |
| | 182 N | ... | ... | 1.09 ± 0.27 | ... | ... | ... | ... |
| | 154 N | 1.80 ± 0.41 | 1.11 ± 0.99 | 1.66 ± 0.30 | ... | ... | 0.16 ± 0.06 | ... |
| | 126 N | 2.42 ± 0.32 | 2.83 ± 0.69 | 2.31 ± 0.24 | ... | 1.72 ± 0.46 | 0.37 ± 0.10 | ... |
| | Núcleo | 30.03 ± 3.19 | 18.98 ± 2.20 | 14.30 ± 1.44 | ... | 10.61 ± 2.59 | 3.28 ± 0.54 | ... |
| | 126 S | 4.68 ± 0.61 | 2.52 ± 0.44 | 1.00 ± 0.23 | ... | 1.20 ± 0.31 | 0.46 ± 0.15 | ... |
| | 154 S | 2.25 ± 0.46 | ... | 0.68 ± 0.20 | ... | ... | 0.24 ± 0.11 | ... |
| | 182 S | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 210 S | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| ARP 102B | 625 N | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 529 N | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 432 N | 0.51 ± 0.26 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | Núcleo | 11.2 ± 0.70 | 7.22 ± 0.83 | 5.15 ± 0.29 | 1.44 ± 0.30 | 4.95 ± 0.57 | 1.30 ± 0.14 | ... |
| | 432 S | 1.23 ± 0.30 | ... | 0.73 ± 0.11 | ... | 0.66 ± 0.19 | 0.06 ± 0.03 | ... |
| | 529 S | 0.49 ± 0.24 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 625 S | 0.87 ± 0.23 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| 1H1934-063A | 302 N | 0.76 ± 0.18 | ... | ... | < 0.08 | ... | ... | ... |
| | 256 N | 1.27 ± 0.15 | 1.27 ± 0.21 | < 0.08 | 0.24 ± 0.04 | ... | ... | < 0.04 |
| | 209 N | 4.73 ± 0.21 | 3.64 ± 0.2 | 0.31 ± 0.08 | 1.31 ± 0.08 | ... | < 0.09 | 0.34 ± 0.07 |
| | Núcleo | 39.3 ± 0.64 | 40 ± 1.2 | 3.17 ± 0.58 | 29.9 ± 0.46 | ... | 0.59 ±0.25$^{\dagger}$ | 7.24 ± 0.57 |
| | 209 S | 4.46 ± 0.2 | 4.24 ± 0.16 | 0.39 ± 0.16 | 3.71 ± 0.15 | ... | < 0.12 | 1.05 ± 0.12 |
| | 256 S | 1.73 ± 0.27 | 1.52 ± 0.44 | < 0.21 | 0.54 ± 0.1 | ... | ... | < 0.11 |
| | 302 S | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| NGC 7469 | 578 NW | 1.88 ± 0.63 | 0.89 ± 0.24 | 0.59 ± 0.17 | 1.32 ± 0.24 | 0.65 ± 0.19 | < 0.23 | 0.48 ± 0.10 |
| | 481 NW | 1.88 ± 0.35 | 1.12 ± 0.22 | 0.57 ± 0.11 | 1.23 ± 0.08 | 0.44 ± 0.09 | 0.33 ± 0.06 | 0.37 ± 0.07 |
| | 385 NW | 1.93 ± 0.36 | 1.19 ± 0.27 | 0.57 ± 0.09 | 1.24 ± 0.07 | 0.45 ± 0.09 | 0.33 ± 0.06 | 0.38 ± 0.07 |
| | 289 NW | 6.35 ± 0.37 | 2.42 ± 0.28 | 1.36 ± 0.13 | 4.43 ± 0.12 | 1.50 ± 0.26 | 0.26 ± 0.05 | 1.19 ± 0.07 |
| | Núcleo | 116.75 ± 1.53 | 144.50 ± 2.69 | 12.62 ± 1.38 | 18.52 ± 1.23 | 10.52 ± 1.56 | 8.42 ± 0.47 | 3.20 ± 0.39 |
| | 289 NW | 7.72 ± 0.62 | 7.45 ± 0.37 | 2.03 ± 0.23 | 4.15 ± 0.21 | 1.96 ± 0.32 | 0.92 ± 0.11 | 1.36 ± 0.12 |
| | 385 NW | 6.72 ± 0.33 | 2.75 ± 0.31 | 1.50 ± 0.12 | 4.38 ± 0.13 | 1.29 ± 0.18 | 0.39 ± 0.07 | 1.34 ± 0.08 |
| | 481 NW | 5.28 ± 0.44 | 1.86 ± 0.33 | 0.95 ± 0.12 | 3.42 ± 0.13 | 0.92 ± 0.15 | 0.40 ± 0.06 | 1.10 ± 0.06 |
| | 578 NW | 1.81 ± 0.38 | 0.81 ± 0.21 | 0.70 ± 0.18 | 1.31 ± 0.18 | 0.60 ± 0.18 | < 0.21 | 0.50 ± 0.12 |
| NGC 7674 | 726 NW | 0.65 ± 0.18 | ... | ... | < 0.37 | ... | ... | ... |
| | 605 NW | 2.54 ± 0.19 | 1.11 ± 0.09 | < 0.12 | 0.37 ± 0.06 | ... | 0.18 ± 0.03 | 0.07 ± 0.03 |
| | 484 NW | 7.92 ± 0.16 | 4.16 ± 0.11 | 0.59 ± 0.14 | 1.02 ± 0.08 | 1.11 ± 0.14 | 0.24 ± 0.08 | 0.19 ± 0.06 |
| | Núcleo | 135.36 ± 0.91 | 53.46 ± 0.50 | 8.50 ± 0.24 | 13.72 ± 0.19 | 10.39 ± 0.54 | 2.16 ± 0.35 | 2.02 ± 0.38 |

Tabela 2.4 Continuação

| Galáxia (1) | Extração (2) | [SIII] 0.953$\mu$m (3) | HeI 1.083$\mu$m (4) | [FeII] 1.257$\mu$m (5) | Pa$\beta$ 1.281$\mu$m (6) | [FeII] 1.644$\mu$m (7) | $H_2$ (1.0)S(1)o 2.121$\mu$m (8) | Br$\gamma$ 2.165$\mu$m (9) |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| | 484 SE | 6.53 ± 0.26 | 3.10 ± 0.18 | 0.63 ± 0.06 | 0.98 ± 0.05 | 0.20 ± 0.06 | 0.26 ± 0.06 | 0.26 ± 0.06 |
| | 605 SE | 1.62 ± 0.23 | 0.99 ± 0.15 | 0.11 ± 0.05 | 0.22 ± 0.08 | ... | 0.14 ± 0.03 | 0.09 ± 0.03 |
| NGC 7682 | 544 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 476 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 408 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 340 NW | 2.04 ± 0.32 | 1.38 ± 0.30 | ... | < 0.18 | ... | 0.25 ± 0.04 | < 0.09 |
| | 272 NW | 6.96 ± 0.32 | 3.21 ± 0.22 | 0.49 ± 0.14 | 0.44 ± 0.08 | 0.49 ± 0.10 | 0.68 ± 0.04 | < 0.08 |
| | Núcleo | 78.00 ± 1.30 | 49.65 ± 1.01 | 4.05 ± 0.65 | 9.06 ± 0.65 | 2.64 ± 0.67 | 7.18 ± 0.23 | 1.77 ± 0.29 |
| | 272 SE | 7.51 ± 0.36 | 2.67 ± 0.23 | < 0.25 | 0.64 ± 0.13 | ... | 1.00 ± 0.06 | < 0.12 |
| | 340 SE | 3.13 ± 0.28 | 0.98 ± 0.18 | ... | < 0.24 | ... | 0.43 ± 0.05 | < 0.10 |
| | 408 SE | 1.00 ± 0.26 | ... | ... | < 0.15 | ... | 0.15 ± 0.04 | < 0.07 |
| | 476 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 544 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| NGC 7714 | 290 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 251 NW | 1.28 ± 0.21 | 1.00 ± 0.15 | 0.3 ± 0.08 | 0.76 ± 0.1 | 0.32 ± 0.09 | < 0.08 | 0.1 ± 0.04 |
| | 213 NW | 5.33 ± 0.28 | 3.18 ± 0.17 | 0.84 ± 0.12 | 2.13 ± 0.11 | 0.98 ± 0.07 | 0.13 ± 0.05 | 0.57 ± 0.05 |
| | 174 NW | 14.4 ± 0.3 | 8.62 ± 0.24 | 2.41 ± 0.14 | 5.67 ± 0.12 | 2.33 ± 0.18 | 0.41 ± 0.07 | 1.52 ± 0.07 |
| | 135 NW | 23.4 ± 0.45 | 14.6 ± 0.38 | 3.99 ± 0.18 | 9.1 ± 0.16 | 3.97 ± 0.33 | 0.58 ± 0.1 | 2.58 ± 0.1 |
| | Núcleo | 189 ± 3.05 | 129 ± 1.92 | 17.2 ± 1.16 | 63.2 ± 1.15 | 18.5 ± 2.3 | 2.39 ± 0.76 | 16.3 ± 0.84 |
| | 135 SE | 58.4 ± 0.45 | 40.5 ± 0.43 | 2.84 ± 0.18 | 18.3 ± 0.16 | 2.86 ± 0.29 | 0.33 ± 0.13 | 4.61 ± 0.14 |
| | 174 SE | 36.7 ± 0.46 | 23.1 ± 0.3 | 2 ± 0.17 | 11.2 ± 0.14 | 2.05 ± 0.23 | < 0.22 | 2.79 ± 0.11 |
| | 213 SE | 15.4 ± 0.28 | 10 ± 0.18 | 0.65 ± 0.17 | 5.21 ± 0.13 | 0.75 ± 0.14 | < 0.1 | 1.17 ± 0.05 |
| | 251 SE | 7.02 ± 0.41 | 4.31 ± 0.22 | 0.45 ± 0.16 | 2.55 ± 0.16 | 0.68 ± 0.14 | < 0.12 | 0.48 ± 0.06 |
| | 290 SE | 3.61 ± 0.29 | 1.88 ± 0.19 | 0.36 ± 0.11 | 1.2 ± 0.09 | 0.33 ± 0.08 | < 0.1 | 0.3 ± 0.05 |

Notas — (1): Nome da galáxia. (2): Distância (pc) e direção do espectro extraído. (3) - (9): Fluxos medidos das linhas

# Capítulo 3

# Avermelhamento da NLR

É certo que a presença de poeira nas fontes emissoras de radiação como núcleos ativos de galáxia e regiões H II modifica o espectro observado, uma vez que absorve e espalha seletivamente a radiação emitida por esses objetos. Dessa maneira, a determinação do avermelhamento ocasionado pela poeira externa à Via Láctea é um pré-requisito fundamental para o conhecimento das propriedades físicas das regiões que dão origem as linhas em emissão. No entanto, corrigir precisamente o avermelhamento nos espectros é difícil, pois pouco se sabe sobre as propriedades da poeira intrínseca à galáxia observada e, embora seja uma aproximação rudimentar, considera-se que esta poeira possui propriedades similares à existente na vizinhança solar. Além disso, a distribuição da poeira ao longo das galáxias com linhas em emissão é pouco conhecida. Geralmente, admite-se somente um único valor para a extinção, o que é incerto se a distribuição de poeira for irregular e estiver composta de grãos de composição e tamanhos diferentes.

O método mais utilizado para determinar o avermelhamento que afeta o gás emissor na região visível é o decremento de Balmer. Este método consiste em comparar a razão entre os fluxos de H$\alpha$ e H$\beta$ observado com o valor intrínseco estabelecido pelo caso B da teoria de recombinação[1] (2.8 para região H II e 3.1 para AGNs). Na presença de poeira, o valor da razão H$\alpha$/H$\beta$ aumenta e a diferença observada é atribuída à exinção interestelar. No NIR, pode-se usar as linhas de recombinação de hidrogênio, Br$\gamma$ e Pa$\beta$, e as linhas proibidas de [FeII] para calcular o avermelhamento interno nas galáxias observadas. Assim, neste capítulo, são empregados estes dois métodos para determinar o avermelhamento interno nas galáxias *Starburst* e na

[1] O caso B supõe que cada fóton de Ly$\alpha$ é espalhado muitas vezes e convertido em fótons de séries mais baixas.

NLR de galáxias Seyferts. Os resultados obtidos são comparados com os encontrados por outros trabalhos na região visível e permitem estabelecer a distribuição de poeira nas regiões mais internas das galáxias da amostra.

Para as linhas de hidrogênio, aceitou-se o caso B da teoria de recombinação, que estabelece o valor intrínseco de 0.17 para a razão Br$\gamma$/Pa$\beta$ (Osterbrock, 1989). Esse valor é praticamente independente da temperatura e da pressão do gás. Alguns autores afirmam que admitir condições do caso B é pertinente para a NLR (Osterbrock, 1989) ao passo que na BLR as razões das linhas de hidrogênio se desviam das condições do caso B por causa dos efeitos colisionais e de transferência radiativa, principalmente na região ultravioleta e visível. Já no infravermelho próximo, Rhee & Larkin (2000) encontraram que, para as linhas Br$\gamma$ e Pa$\beta$, as condições do caso B também são válidas para a BLR pois são menos afetadas por efeitos colisionais, uma vez que estas linhas se originam de níveis de energia que estão mais separados entre si (Br$\gamma$ surge da transição n=7 a n=4 e Pa$\beta$, de n=5 a n=3).

## 3.1 Excesso de cor determinado a partir das linhas de HI

Antes de analisar a informação contida nos espectros sobre o gás emissor existente nas galáxias observadas, devemos corrigir o fluxo medido nas linhas pelo efeito de extinção devido à presença de poeira interestelar, concentrada principalmente no plano da nossa Galáxia e dentro da galáxia observada. A poeira interestelar é essencialmente constituída por grãos de grafite e silicato, com tamanhos[2] de 0.1 a 1 $\mu$m, que espalha e absorve a radiação incidente de maneira seletiva: a seção de choque de extinção pela poeira é maior para fótons com comprimentos de onda menores, ocasionando o avermelhamento da radiação.

Levando em consideração os efeitos de extinção devido à presença de poeira, o fluxo observado em um comprimento de onda, $F_\lambda^{obs}$, se relaciona com o fluxo intrínseco, $F_\lambda^{int}$, através da equação:

$$F_\lambda^{obs} = F_\lambda^{int}\ 10^{-0.4\,A_\lambda\,E(B-V)} \tag{3.1}$$

onde $A_\lambda$ é o valor da extinção para o comprimento de onda $\lambda$ e E(B-V) é o excesso de cor.

[2]O tamanho dos grãos de poeira é uma aproximação, baseando-se nas propriedades da poeira existente na vizinhança solar. Até hoje, a poeira não foi analisada "in situ".

O avermelhamento do gás, medido pelo excesso de cor E (B - V), pode ser determinado no NIR através da razão observada entre o fluxo das linhas de recombinação de HI, Pa$\beta$ e Br$\gamma$, uma vez que a razão entre os fluxos intrínsecos dessas linhas é conhecida. Os valores de $A_\lambda$ dependem da lei de extinção adotada. Neste trabalho, foram adotados valores de $A_\lambda$ dados pela curva de avermelhamento parametrizada por Cardelli et al. (1989). Escrevendo a Equação 3.1 para a razão $F^{obs}_{Br\gamma}/F^{obs}_{Pa\beta}$ tem-se que:

$$\left.\frac{F_{Br\gamma}}{F_{Pa\beta}}\right|_{obs} = \left.\frac{F_{Br\gamma}}{F_{Pa\beta}}\right|_{int} 10^{\,-0.4\,A_\lambda\,E(B-V)} \tag{3.2}$$

$$E(B-V) = 5.23\,log\left(\frac{F^{obs}_{Br\gamma}/F^{obs}_{Pa\beta}}{0.170}\right) \tag{3.3}$$

O avermelhamento determinado através da Equação 3.3 é o resultado da extinção devida à presença de poeira na galáxia observada mais a poeira de nossa própria Galáxia. A fim de determinar o avermelhamento intrínseco à galáxia observada, E(B - V)$_o$, subtraímos o valor do avermelhamento da nossa Galáxia, E(B - V)$_G$, obtido no banco de dados do NED[3] e listado na Tabela 2.1. O valor do avermelhamento intrínseco determinado em cada extração é apresentado nas Tabelas 3.1 e 3.2. Nas extrações onde Br$\gamma$ estava no nível de ruído do contínuo, determinamos o limite inferior de E (B - V). Em alguns casos, a razão entre as duas linhas de hidrogênio fornece valores de E (B - V) negativos, próximos de zero. Como essa situação não é real, consideramos E (B - V) igual a zero.

A determinação do avermelhamento nas galáxias Seyfert 2 e *Starbursts* foi realizada sem dificuldades, uma vez que o espectro de tais galáxias apresenta linhas estreitas cujos fluxos são determinados através do ajuste de apenas uma gaussiana. Contudo, nas galáxias Seyfert 1 a determinação de E (B - V) da NLR é um pouco mais complicada, pois em alguns casos o processo de separação das componentes larga e estreita é incerto. Somente nas galáxias MRK 334 e MRK 1239 a separação foi razoável e, neste caso, determinamos E (B - V) utilizando o fluxo da componente estreita. Para o restante das galáxias, o valor de E (B - V) calculado através da componente estreita de H I foi muito alto, atípico de galáxias Seyfert 1. Dessa maneira, utilizamos o fluxo total das linhas de Pa$\beta$ e Br$\gamma$ no espectro nuclear nas galáxias NGC 3227, NGC 4151 e MRK 766 para determinar o avermelhamento através da Equação 3.3. Para as galáxias NGC 4748, 1H1934-063A e NGC 5548, adotamos valores da literatura, pois mesmo considerando as duas componentes obtivemos valores

[3]http://nedwww.ipac.caltech.edu

atípicos ou sem sentido físico.

Nas Tabelas 3.1 e 3.2 comparamos E (B - V) medido neste trabalho para a região nuclear de galáxias Seyfert e *Starbursts* com outras medidas tomadas da literatura. O tamanho da janela de extração da região nuclear utilizado nos trabalhos citados é sempre maior do que o nosso. Mesmo assim, em geral, obtivemos valores maiores do que aqueles encontrados a partir das linhas de H$\alpha$ e H$\beta$. Isto está de acordo com a idéia de que as linhas infravermelhas estão sendo produzidas numa região mais interna da NLR que não é visível na região óptica. Já os valores encontrados para as galáxias MRK 1066, NGC 1275, NGC 2110 e NGC 5929 são menores do que os registrados em trabalhos onde o excesso de cor também foi determinado através de Pa$\beta$ e Br$\gamma$, em consequência do fato de que a nossa janela de extração foi menor e, possivelmente, a poeira não está concentrada no núcleo.

Os resultados apresentados nas Tabelas 3.1 e 3.2 indicam que a região nuclear das galáxias Seyfert 1 mostram pouco ou nenhum avermelhamento[4] (valor médio de 0.26 mag) comparado com a região nuclear da maioria das galáxias Seyfert 2 (valor médio[5] de 0.60 mag). Trabalhos prévios analisando o avermelhamento na NLR de galáxias Seyfert apresentam resultados controversos. Rhee & Larkin (2005) relatam que os valores médios para o excesso de cor obtidos a partir de linhas de hidrogênio no NIR nas galáxias Seyfert 1 e 2 foram, respectivamente, 0 e 1.94 mag. Segundo eles, a diferença observada poderia ser causada por um toróide de poeira estendido ($>$ 100 pc) ou pela diferença intrínseca da distribuição do tamanho de grãos em galáxias Seyfert 1 e 2, onde na primeira pequenos grãos seriam destruídos pela radiação emitida pela fonte central. Por outro lado, Bennert et al. (2006a,b) não encontram diferenças significativas entre Seyfert 1 e 2, que apresentam valores médios de E(B - V) $\approx$ 0.4 mag. Neste trabalho, os resultados encontrados indicam que existe diferença entre os dois tipos de Seyfert, sendo que as Seyfert 2 apresentam maiores valores de E(B - V). Este resultado é compatível com o Modelo Unificado, considerando o usual excesso de poeira na região central das galáxias Seyfert 2 ocasionada pelo toróide que bloqueia a visão da fonte central (Antonucci, 1993).

[4]Sem considerar a galáxia MRK 334 porque esta galáxia apresentou avermelhamento muito alto em relação as outras galáxias Seyfert 1. O contínuo desta galáxia e a Figura 2.8 indicam que esta galáxia realmente possui muita poeira.

[5]Excluindo a galáxia NGC 5728, pois temos somente o limite inferior

Tabela 3.1: Excesso de cor E (B - V) determinado a partir das linhas de HI e [FeII]

| Galáxia (1) | Extração (2) | $E(B-V)_{HI}$ (3) | $E(B-V)_{[FeII]}$ (4) | $E(B-V)_L$ (5) |
|---|---|---|---|---|
| MRK 334 | 633 NW | > 1.7 | ... | |
| | 543 NW | 1.72 ± 0.1 | 0.23 ± 0.35 | |
| | 452 NW | 1.18 ± 0.03 | 0.71 ± 0.21 | |
| | 362 NW | 1.56 ± 0.03 | 2.16 ± 0.25 | |
| | Núcleo | 1.81 ± 0.03 | 1.9 ± 0.21 | $1.02^a$ |
| | 362 SE | 0.62 ± 0.03 | 0.94 ± 0.18 | |
| | 452 SE | 0.55 ± 0.03 | 0.83 ± 0.21 | |
| | 543 SE | 0 | 1.15 ± 0.40 | |
| | 633 SE | > 0.42 | ... | |
| NGC 34 | 624 N | 0 | ... | |
| | 510 N | > 1.96 | ... | |
| | 397 N | 2.84 ± 0.15 | 0.79 ± 0.26 | |
| | Núcleo | 2.77 ± 0.1 | 1.13 ± 0.18 | $2.08^b$ |
| | 397 S | 3.03 ± 0.1 | 1.77 ± 0.33 | |
| | 510 S | 2.42 ± 0.27 | ... | |
| | 624 S | 2.11 ± 0.17 | ... | |
| NGC 591 | 407 SE | 0 | ... | |
| | 345 SE | 0 | ... | |
| | 282 SE | 0 | 0.76 ± 0.4 | |
| | 219 SE | 1.45 ± 0.07 | 0.18 ± 0.16 | |
| | Núcleo | 0.80 ± 0.03 | 0.63 ± 0.09 | $0.4^c$, $0.39^d$ |
| | 219 NW | 1.27 ± 0.06 | 1.00 ± 0.14 | |
| | 282 NW | 1.40 ± 0.15 | 0.24 ± 0.31 | |
| | 345 NW | 0 | ... | |
| | 407 NW | 0 | ... | |
| MRK 573 | 445 NE | 0 | ... | |
| | 377 NE | 0 | ... | |
| | 308 NE | 0 | ... | |
| | 240 NE | 1.29 ± 0.13 | ... | |
| | Núcleo | 0.71 ± 0.02 | 1.92 ± 0.36 | $0.30^e$ |
| | 240 SW | 0.28 ± 0.05 | 1.13 ± 0.4 | |
| | 308 SW | 0 | ... | |
| | 377 SW | 0 | ... | |
| | 445 SW | 0 | ... | |
| MRK 1066 | 534 SE | 0 | ... | |
| | 458 SE | > 0.63 | 0 | |
| | 381 SE | 1.86 ± 0.12 | 0.44 ± 0.1 | |
| | 305 SE | 0.89 ± 0.03 | 0.64 ± 0.06 | |
| | 229 SE | 0.36 ± 0.02 | 0.76 ± 0.06 | |
| | Núcleo | 1.35 ± 0.02 | 0.56 ± 0.05 | $0.86^d$, $2.40^f$ |
| | 229 NW | 1.07 ± 0.01 | 0.46 ± 0.04 | |
| | 305 NW | 0.88 ± 0.02 | 0.43 ± 0.07 | |
| | 381 NW | 1.39 ± 0.06 | 0.74 ± 0.16 | |
| | 458 NW | 0 | 0 | |
| NGC 1275 | 518 SE | 0 | ... | |
| | 444 SE | 0 | 0.45 ± 0.33 | |
| | 370 SE | 0 | 0.19 ± 0.14 | |
| | 296 SE | 0 | 0.97 ± 0.05 | |
| | Núcleo | 0.23 ± 0.03 | 0.80 ± 0.02 | $0.58^c$, $0.32^f$ |
| | 296 NW | 0 | 0 | |
| | 370 NW | 0 | 1.22 ± 0.16 | |
| | 444 NW | 0 | 0.92 ± 0.17 | |
| NGC 1614 | 535 N | > 0.54 | ... | |
| | 464 N | 1.55 ± 0.05 | 1.01 ± 0.28 | |
| | 393 N | 1.59 ± 0.02 | 2.01 ± 0.18 | |
| | 321 N | 1.66 ± 0.01 | 1.72 ± 0.10 | |
| | 250 N | 1.72 ± 0.01 | 1.93 ± 0.18 | |
| | Núcleo | 1.57 ± 0.02 | 0 | $0.99^b$ |
| | 250 S | 1.84 ± 0.01 | 1.76 ± 0.16 | |
| | 321 S | 1.76 ± 0.02 | 1.70 ± 0.13 | |
| | 393 S | 2.01 ± 0.04 | 1.51 ± 0.14 | |
| | 464 S | 1.86 ± 0.06 | 1.71 ± 0.25 | |
| | 535 S | 0 | ... | |
| NGC 2110 | 277 NE | 0 | ... | |
| | 240 NE | 0 | ... | |
| | 203 NE | 0 | 0 | |
| | 166 NE | 0 | 0.62 ± 0.09 | |
| | 129 NE | 0.98 ± 0.08 | 0.83 ± 0.05 | |
| | Núcleo | 0.46 ± 0.06 | 1.12 ± 0.05 | $1.1 \pm 0.7^g$ |
| | 129 SW | 1.56 ± 0.11 | 1.35 ± 0.07 | |
| | 166 SW | 1.49 ± 0.16 | 1.46 ± 0.09 | |
| | 203 Sw | 0 | 1.46 ± 0.23 | |
| | 240 Sw | 0 | ... | |
| | 277 SW | 0 | ... | |
| ESO 428-G014 | 243 SW | 0 | ... | |
| | 216 SW | 0 | ... | |
| | 189 SW | 0 | 1.02 ± 1.41 | |
| | 162 SW | 1.60 ± 0.22 | 0 | |
| | 135 SW | 0.73 ± 0.05 | 0.11 ± 0.14 | |
| | 108 SW | 0.13 ± 0.03 | 0.41 ± 0.09 | |
| | Núcleo | 0.68 ± 0.03 | 0.76 ± 0.15 | $0.38^e$ |
| | 108 NE | 0.89 ± 0.04 | 0.41 ± 0.21 | |
| | 135 NE | 1.19 ± 0.04 | 0.77 ± 0.20 | |
| | 162 NE | 1.17 ± 0.08 | 0.15 ± 0.17 | |
| | 189 NE | 1.90 ± 0.16 | 2.70 ± 0.66 | |
| | 216 NE | 0 | ... | |
| | 243 NE | 0 | ... | |

Notas — (1): Nome da galáxia. (2): Distância (pc) e direção do espectro extraído. (3): Excesso de cor determinado a partir das linhas de hidrogênio Pa$\alpha$ e Br$\gamma$. (4): Excesso de cor determinado a partir das linhas proibidas de [FeII] 1.257$\mu$m e [FeII] 1.644$\mu$m. (5): Excesso de cor obtido da literatura.
Referência: (a) Gallego et al. (1996), (b) Veilleux et al. (1995) (Janela de extração dos espectros: 2 kpc) (c) Osterbrock et al. (1992) (Janela de extração dos espectros: 6.6- 13.2") . Continua na próxima página.

Tabela 3.2: Continuação da Tabela 3.1.

| Galáxia (1) | Extração (2) | E(B-V)$_{HI}$ (3) | E(B-V)$_{[FeII]}$ (4) | E(B-V)$_L$ (5) |
|---|---|---|---|---|
| MRK 1239 | 462 N | 0 | ... | |
| | 385 N | 0 | ... | |
| | 308 N | 0.61 ± 0.10 | ... | |
| | Núcleo | 0.29 ± 0.07 | 2.39 ± 0.5 | 0.54$^i$ |
| | 308 S | 1.57 ± 0.06 | ... | |
| | 385 S | 0.88 ± 0.06 | ... | |
| | 462 S | 0 | ... | |
| NGC 3227 | 113 SE | 0 | ... | |
| | 97 SE | 0 | ... | |
| | 81 SE | 0 | 1.18 ± 0.34 | |
| | 65 SE | 0 | 1.06 ± 0.22 | |
| | Núcleo | 0.76 ± 0.07 | 0.81 ± 0.08 | 0.37$^c$, 0$^f$ |
| | 65 NW | 0 | 0 | |
| | 81 NW | 0 | 0 | |
| | 97 NW | 0 | ... | |
| | 113 NW | 0 | ... | |
| NGC 3310 | 106 SE | 0 | ... | |
| | 92 SE | 0 | ... | |
| | 78 SE | > 1.96 | 0 | |
| | 64 SE | 1.46 ± 0.09 | 1.85 ± 0.55 | |
| | Núcleo | 1.55 ± 0.02 | 1.08 ± 0.16 | 0.89$^b$ |
| | 64 NW | 1.68 ± 0.07 | 3.70 ± 0.88 | |
| | 78 NW | 2.48 ± 0.22 | 0 | |
| | 92 NW | 0 | ... | |
| | 106 NW | 0 | ... | |
| NGC 5929 | 255 SE | 0 | ... | |
| | 221 SE | 0 | ... | |
| | 187 SE | > 1.56 | 0 | |
| | 153 SE | 1.74 ± 0.14 | 0 | |
| | Núcleo | 0.49 ± 0.05 | 0 | 1.49 $^f$ |
| | 153 NW | 0.22 ± 0.08 | 3.02 ± 0.55 | |
| | 187 NW | > 0.84 | 3.31 ± 0.74 | |
| | 221 NW | > 0.90 | ... | |
| | 255 NW | 0 | ... | |
| NGC 7469 | 578 NW | 1.65 ± 0.1 | 1.38 ± 0.45 | |
| | 481 NW | 1.25 ± 0.06 | 0.06 ± 0.21 | |
| | 385 NW | 1.25 ± 0.06 | 0.16 ± 0.20 | |
| | 289 NW | 0.97 ± 0.02 | 1.35 ± 0.22 | |
| | Núcleo | 0 | 0.37 ± 0.15 | 0$^b$, 0.52$^c$ |
| | 289 SE | 1.41 ± 0.03 | 0.89 ± 0.19 | |
| | 385 SE | 1.26 ± 0.02 | 0.48 ± 0.14 | |
| | 481 SE | 1.38 ± 0.02 | 0.90 ± 0.20 | |
| | 578 SE | 1.78 ± 0.1 | 0.47 ± 0.34 | |
| NGC 7674 | 726 NW | 0 | ... | |
| | 605 NW | 0.12 ± 0.08 | ... | |
| | 484 NW | 0.21 ± 0.06 | 1.62 ± 0.23 | |
| | Núcleo | 0.41 ± 0.01 | 0 | 0.23$^b$ |
| | 484 SE | 0.99 ± 0.06 | 0 | |
| | 605 SE | 1.93 ± 0.22 | 0 | |
| NGC 7714 | 290 NW | 0 | ... | |
| | 251 NW | 0 | 1.16 ± 0.41 | |
| | 213 NW | 0.96 ± 0.03 | 1.57 ± 0.18 | |
| | 174 NW | 0.98 ± 0.01 | 0.90 ± 0.09 | |
| | 135 NW | 1.11 ± 0.01 | 1.00 ± 0.09 | |
| | Núcleo | 0.89 ± 0.01 | 1.28 ± 0.15 | 0.21$^b$ |
| | 135 SE | 0.84 ± 0.01 | 1.05 ± 0.12 | |
| | 174 SE | 0.81 ± 0.01 | 1.11 ± 0.15 | |
| | 213 SE | 0.58 ± 0.01 | 1.52 ± 0.36 | |
| | 251 SE | 0.17 ± 0.03 | 2.49 ± 0.61 | |
| | 290 SE | 0.83 ± 0.05 | 0.74 ± 0.36 | |
| NGC 4051 | Núcleo | 0 | 2.79 ± 0.72 | |
| NGC 4151 | 61 SE | 0 | 0.36 ± 0.08 | |
| | Núcleo | 0.18 ± 0.04 | 0 | 0.15$^c$, 0$^f$ |
| | 61 NW | 0.36 ± 0.04 | 0.29 ± 0.07 | |
| MRK 766 | Núcleo | 0.49 ± 0.03 | 0.92 ± 0.16 | 0.5$^h$ |
| NGC 4748$^\dagger$ | Núcleo | 0.30 ±0.02 | 0.35 ± 0.17 | |
| | 261 SW | 0 | 0.83 ± 0.21 | |
| NGC 5548$^{\dagger\dagger}$ | Núcleo | 0.17 ± 0.01 | ... | |
| NGC 5728 | Núcleo | > 1.05 | ... | 0.59$^e$ |
| 1H1934-063A$^\dagger$ | Núcleo | 0.14 0.04 | ... | |
| NGC 7682 | 272 NW | > 0.1 | 1.07 ± 0.35 | |
| | Núcleo | 0.25 ± 0.03 | ... | |
| | 272 SE | > 0.08 | ... | |

$^\dagger$ Valor retirado de Rodríguez-Ardila & Pastoriza (2000) $^{\dagger\dagger}$ Valor retirado de (Gaskell et al., 2007)
Referências: (d) Veilleux & Osterbrock (1987) (e) Veilleux et al. (1997). (f) Rhee & Larkin (2005) (1.35 c 5.4") (g) Storchi-Bergmann et al. (1999) (Janela: 1.1 x 0.73") (h) Rodríguez-Ardila et al. (2005a) (i) Rodríguez-Ardila & Mazzalay (2006). Os valores de E (B - V) nas referências (f) e (g) foram obtidos a partir das linhas Pa$\beta$ e Br$\gamma$ e na referência(i), a partir do contínuo.

Nas galáxias *Starburst* nota-se que o valor do excesso de cor é alto no núcleo e se mantém praticamente constante ao longo das regiões adjacentes. Isto é consistente com o fato de que em tais galáxias as regiões de formação estelar se estendem a grandes distâncias do núcleo e possuem muita poeira. Por outro lado, nas Seyfert 2 não conseguimos notar um comportamento padrão, uma vez que a distribuição de poeira é mais complexa e nossa amostra é heterogênea em relação à posição da fenda de observação e cone de ionização, conforme mostrado nas Figuras 2.8 a 2.13.

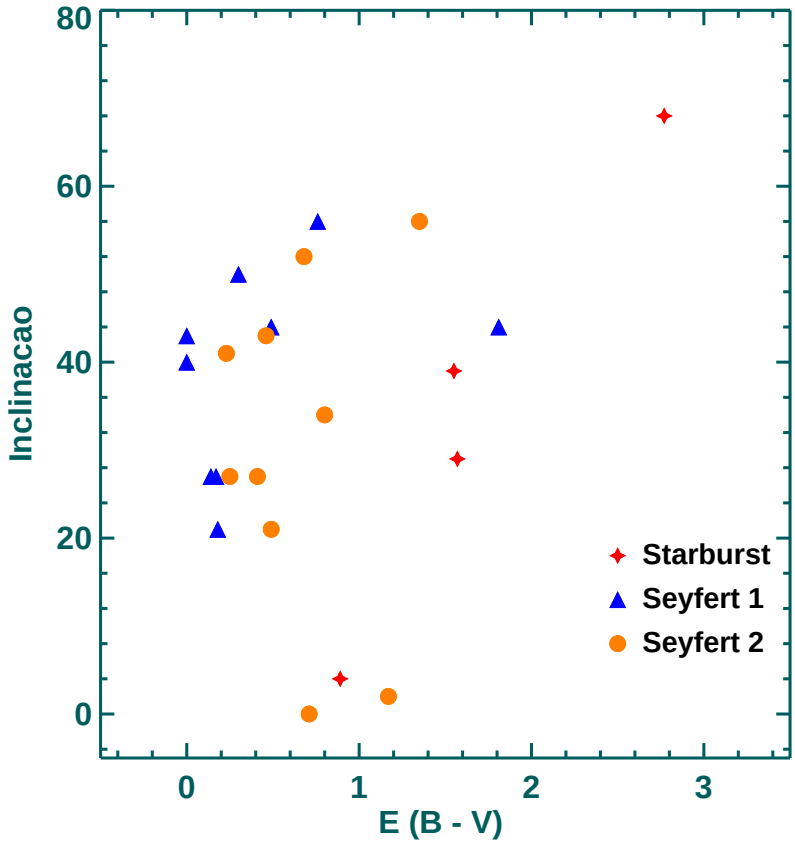


Figura 3.1: Ângulo de inclinação da galáxia hospedeira listado na coluna (11) da Tabela 2.1 versus o excesso de cor, E (B - V), da região nuclear de galáxias *Starburst* e Seyfert 1 e 2.

A Figura 3.1 apresenta o ângulo de inclinação da galáxia hospedeira em funcão do excesso de cor determinado a partir das linhas de hidrogênio para os objetos estudados. Embora a nossa amostra seja constituída de poucas galáxias *Starburst*[6], nota-se que para estes objetos há indícios de uma correlação entre o valor de E (B - V) e a inclinação da galáxia hospedeira, indicando que o avermelhamento é produzido

[6]Não incluímos resultados da literatura porque o tamanho da janela de extração utilizados nesses trabalhos é maior do que o nosso.

pela poeira presente no disco da galáxia. Tal correlação não é verificada nas galáxias Seyfert 1 e 2, muito provavelmente porque a extinção se origina, na maior parte dos casos, do ambiente nuclear. Nesse cenário, o resultado da Figura 3.1 pode ser tomado como evidência adicional de que o eixo do toróide não necessariamente está alinhado com o eixo do disco da galáxia. Consequentemente, o ângulo de inclinação entre a galáxia hospedeira e o observador não é capaz de explicar, sozinho, as diferenças encontradas. Também deve ser levado em consideração que o intenso campo de radiação e a presença de *outflows* podem modificar a distribuição da poeira na região central.

## 3.2 Excesso de cor determinado a partir das linhas de [FeII]

Como foi visto na seção anterior, a razão do fluxo entre as linhas em emissão do hidrogênio são frequentemente usadas como diagnósticos do avermelhamento do gás emissor nos núcleos ativos. Entretanto, pares de linhas proibidas também podem ser usadas como método alternativo na determinação da extinção. Neste caso, as linhas envolvidas devem ser do mesmo íon, compartilhar o mesmo nível superior e ainda, estarem separadas em comprimento de onda. Dessa maneira, a razão entre o fluxo dessas linhas é insensível à temperatura e à densidade, sendo função somente da probabilidade de transição. No NIR, as linhas [FeII] 1.257$\mu$m e [FeII] 1.644$\mu$m satisfazem esses critérios[7] e portanto, a razão pode ser considerada como um indicador robusto de avermelhamento. O valor intrínseco [FeII] 1.257$\mu$m/[FeII] 1.644$\mu$m, determinado pela física atômica, é igual a 1.34 (Bautista & Pradhan, 1998).

Neste sentido, utilizamos as linhas de [FeII] para determinar o avermelhamento da NLR das galáxias estudadas. Escrevendo a Equação 3.1 para as linhas de [FeII] e novamente utilizando a lei de Cardelli et al. (1989), tem-se que o excesso de cor é determinado por:

$$E(B-V) = 8.24\, log\left(\frac{F_{[\mathrm{FeII}]1.644}/F_{[\mathrm{FeII}]1.257}}{0.752}\right) \tag{3.4}$$

Os resultados obtidos são mostrados na coluna (4) das Tabelas 3.1 e 3.2. Pode-se notar que em 46% das extrações os valores encontrados de E (B - V) a partir das linhas de [FeII] são maiores do que aqueles determinados pelas linhas de hidrogênio. Rodríguez-Ardila et al. (2004) reportaram que a extinção medida a partir das linhas de [FeII] é maior do que aquela derivada de indicadores ópticos e inclusive de linhas do NIR. Este resultado pode ser entendido se considerarmos que o Fe no meio interestelar está basicamente associado a grãos de poeira em estado sólido e sublima a partir da dissociação dos grãos de poeira por diferentes processos (choques no ambiente de galáxias normais, núcleos ativos e *Starburst*). Porém, em 54% das extrações o excesso de cor medido pelas linhas [FeII] não é maior do que aquele determinado pelas linhas de HI, sugerindo que a poeira não está distribuída em uma camada externa, mas misturada internamente com o gás emissor de linhas de forma não uniforme.

Como vimos, os valores do excesso de cor determinado a partir de linhas infra-

[7]Os níveis superiores e inferiores dessas duas linhas são $^4D_{7/2}$ - $^6D_{9/2}$ e $^4D_{7/2}$ - $^6D_{9/2}$, respectivamente.

vermelhas foram maiores do que aqueles obtidos a partir das linhas H$\alpha$ e H$\beta$. Isso acontece porque as linhas infravermelhas podem atravessar uma camada maior de poeira sem ser absorvida, trazendo novas informações sobre região mais interna do gás emissor: de fato, a 2$\mu$m a extinção $A_\lambda$ diminui a um décimo da registrada na banda V. Outro resultado encontrado foi que galáxias *Starburst* apresentam maiores valores de avermelhamento na região nuclear e estendida do que as galáxias Seyfert, concordando com o fato de que o ambiente de formação estelar envolve muita poeira. Em geral, a região nuclear das galáxias Seyfert 2 mostrou-se mais avermelhada do que a região nuclear das galáxias Seyfert 1 e concorda com o Modelo Unificado proposto por Antonucci (1993). As discrepâncias dos valores de avermelhamento encontrados por dois indicadores diferentes (linhas de recombinação de HI e linhas proibidas de [FeII]) sugerem que a distribuição da poeira nos núcleos ativos e *Starburst* não é homogênea e muito provavelmente, encontra-se misturada internamente com o gás emissor de linhas.

No próximo capítulo, os valores encontrados do avermelhamento a partir das linhas de HI serão de grande importância para recuperar a informação relacionada com a região emissora de linhas presentes nos espectros observados das galáxias. Os fluxos medidos nas linhas serão corrigidos pela extinção intrínseca à galáxia mais a extinção ocasionada pela poeira presente no disco da Via Láctea.

# Capítulo 4

# Propriedades do gás emissor

Neste capítulo, espectroscopia infravermelha espacialmente resolvida é utilizada para analisar a distribuição da luminosidade das linhas em função da distância ao núcleo assim como estimar o tamanho da região emissora de linhas nos núcleos ativos e galáxias *Starbursts*. Adicionalmente, diagramas de diagnósticos envolvendo razões de linhas são construídos e testados, pela primeira vez no NIR, com o objetivo de classificar objetos de acordo com a fonte principal de ionização. Mas antes de iniciarmos a análise da emissão da NLR no infravermelho próximo, é importante lembrar os principais resultados obtidos através de observações no visível, para entender e melhor caracterizar as propriedades físicas do gás emissor.

## 4.1 Emissão da NLR na região visível

Observações na região visível de AGNs têm mostrado que o gás ionizado se estende até milhares de parsecs do núcleo. Esta emissão é usualmente identificada como a NLR dos núcleos ativos (Pogge, 1989; Mulchaey et al., 1996a; Schmitt & Kinney, 1996). Entretanto, Unger et al. (1987) propuseram uma nova terminologia para identificar as partes mais externas do gás ionizado, chamando-a de ENLR (do inglês, *Extended Narrow-Line Region*). De acordo com Unger et al. (1987), a separação entre a NLR e ENLR é definida pela mudança nas propriedades cinemáticas do gás: o FWHM da ENLR é menor do que 45 km/s e o campo de velocidade é característico de rotação de galáxias normais. Neste trabalho, não foi feita uma separação sistemática entre NLR e ENLR. Toda emissão estendida foi identificada como emissão da NLR.

Imageamento de banda estreita na linha de [OIII] $\lambda$5007 é geralmente usado para estudar a NLR de galáxias ativas e mapear os cones de ionização. Schmitt et al.

(2003a) verificaram que a emissão de [OIII] está usualmente alinhada com a emissão rádio, indicando que o jato causa distúrbios no gás da NLR, comprime e até mesmo ioniza o gás através de choques. Por outro lado, a presença do jato rádio não é o elemento fundamental para emissão de [OIII], pois algumas galáxias apresentam emissão estendida de [OIII] sem nenhuma evidência de emissão rádio (por exemplo, NGC 5347 e MCG +03-45-003). Schmitt et al. (2003a) verificaram também que em relação ao eixo maior da galáxia hospedeira, a emissão de [OIII] mostra distribuição aleatória de orientação do ângulo de posição e se estende até aproximadamente 1.5 kpc do núcleo, como no caso da galáxia MRK 573.

Estudos usando imageamento e espectroscopia nas galáxias Seyfert têm mostrado que existem diferenças entre a NLR de galáxias Seyfert 1 e 2 e vários autores discutem essas diferenças com base no Modelo Unificado. Por exemplo, as linhas de emissão de alta ionização tendem a ser, estatisticamente, mais intensas nas Seyferts 1 do que naquelas de tipo 2 (Schmitt, 1998; Nagao et al., 2000). Uma possível explicação é que as nuvens de gás de mais alta excitação estão localizadas mais próximas do núcleo e podem estar escondidas pelo toróide de poeira nas galáxias Seyfert 2.

Outra diferença entre as galáxias Seyfert é a morfologia da emissão da NLR detectada através do imageamento da linha de [OIII]. Segundo o Modelo Unificado, a fonte central dos AGNs é envolvida por um toróide de poeira que colima a radiação do núcleo e produz dois cones de ionização ao longo do eixo do toróide. Este modelo explica as diferenças observadas nos espectros entre Seyfert 1 e Seyfert 2 em termos de efeitos de obscurecimento da fonte central. Baseado neste modelo, a NLR de galáxias Seyfert 1 apresentaria morfologia do tipo halo circular, uma vez que a abertura do cone de ionização está voltada para o observador, enquanto que nas Seyfert 2 a emissão seria detectada em cones de ionização na forma de V (Figura 4.1).

Entretanto, evidências observacionais contradizem este cenário: existem galáxias Seyfert 1 que apresentam cones de ionização na forma de V (NGC 4151, por exemplo) e Seyferts 2 com emissão compacta sem nenhuma evidência de cone (IRAS 03106-0254, por exemplo). Mulchaey et al. (1996b) foram capazes de explicar as diferenças encontradas na morfologia da emissão da NLR através da análise de uma série de modelos computacionais, supondo diferentes distribuições do gás. Segundo estes autores, se o gás está distribuído em uma esfera, a projeção na forma de V é esperada somente se a linha de visada do observador está fora do cone de radiação ionizante enquanto que a morfologia do tipo halo é detectada se linha de visada encontra-se

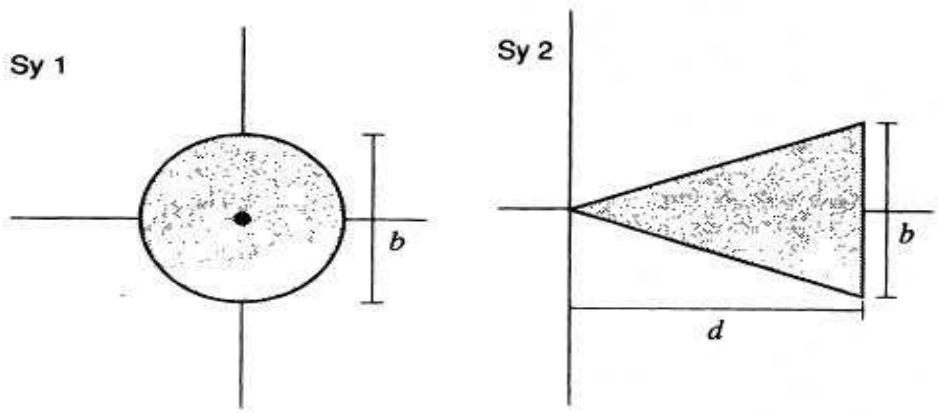


Figura 4.1: Representação da NLR observada em diferentes ângulos. À esquerda, uma galáxia Seyfert 1 onde a NLR é detectada com morfologia do tipo halo. O ponto preto no gráfico à esquerda representa a BLR. Na figura à direita, a NLR detectada na forma de V em uma Seyfert 2. Somente um cone é ilustrado. A letra b ilustra a extensão da **base** do cone e a letra d ilustra a **máxima** extensão da emissão. Figura retirada de Schmitt & Kinney (1996).

dentro do cone (Figura 4.1). Por outro lado, quando o gás está distribuído em um disco fino, a emissão na forma de V é detectada na maioria das vezes, mesmo quando nossa linha de visão está dentro do cone (Figura 4.2). Já a NLR com morfologia do tipo halo nas Seyfert 2 é atribuída a efeitos de resolução ou ao fato de que o outro lado do cone está sendo obscurecido pela poeira no plano da galáxia.

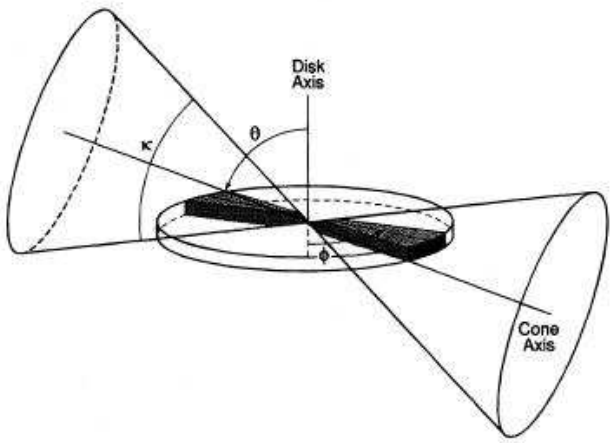


Figura 4.2: Representação da NLR se o gás está distribuído em um disco. A orientação do cone de ionização em relação ao disco e a linha de visada é especificada por dois ângulos: $\theta$, que é o ângulo formado entre o eixo do cone e o eixo de rotação do disco e $\phi$, que mede o ângulo entre a linha dos nodos e a projeção do cone no plano da galáxia. O ângulo $\kappa$ representa o ângulo de abertura total do cone. Figura retirada de Mulchaey et al. (1996b).

Outro resultado previsto nos modelos apresentados por Mulchaey et al. (1996b) é que o tamanho da NLR em galáxias Seyfert 1 seria menor do que em galáxias Seyfert 2 devido a efeitos de projeção. No entanto, resultados observacionais indicam que estatisticamente, não existe diferença significativa no tamanho da NLR entre os dois tipos de Seyfert (Mulchaey et al., 1996a; Schmitt et al., 2003a; Bennert et al., 2006b), sugerindo que outros aspectos têm que ser levados em conta no modelo como por exemplo, luminosidade do AGN, ângulo de abertura do toróide e quantidade de gás no disco da galáxia. Bennert et al. (2006c) determinaram o tamanho da NLR em termos de fotoionização pela fonte central, através do uso dos diagramas de diagnósticos propostos por Baldwin et al. (1981), e encontram valores entre 300 pc e 1 kpc para o raio da NLR.

Existe, ainda, uma relação do tipo $R \propto L^{\beta}_{[OIII]}$ entre o tamanho da NLR e a luminosidade de [OIII], com diferentes índices espectrais $\beta$ caracterizando AGNs do tipo 1 e tipo 2: os primeiros são melhor ajustados por uma relação do tipo $R \propto L^{0.5}_{[OIII]}$ (Bennert et al., 2002) ao passo que os segundos são bem descritos por $R \propto L^{0.33}_{[OIII]}$ (Schmitt et al., 2003a).

## 4.2 Emissão estendida no Infravermelho Próximo

Com o propósito de analisar o comportamento das linhas em emissão ao longo do eixo espacial e pesquisar, pela primeira vez, o tamanho da NLR usando observações no NIR, foram construídos gráficos da luminosidade das linhas em função da distância ao núcleo (Figuras 4.3 e 4.4). É importante lembrar que apenas as galáxias com emissão estendida resolvida da nossa amostra inicial foram usadas neste estudo. As linhas utilizadas foram [SIII] 0.953$\mu$m, HeI 1.083$\mu$m, [FeII] 1.257$\mu$m, Pa$\beta$ 1.281$\mu$m, $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m e Br$\gamma$ 2.165$\mu$m, depois de corrigi-las pela extinção devido à presença de poeira. Os fluxos destas linhas foram corrigidos pelo E (B - V)$_o$ determinado a partir das linhas de hidrogênio mais o excesso de cor da nossa Galáxia e são apresentados na Tabela 4.1.

Tabela 4.1: Fluxos corrigidos por avermelhamento em unidades de $10^{-15}$ erg cm$^{-2}$ s$^{-1}$.

| Galáxia | Extração | [SIII] 0.953$\mu$m | HeI 1.083$\mu$m | [FeII] 1.257$\mu$m | Pa$\beta$ 1.281$\mu$m | $H_2$ (1.0)S(1)o 2.121$\mu$m | Br$\gamma$ 2.165$\mu$m |
|---|---|---|---|---|---|---|---|
| (1) | (2) | (3) | (4) | (5) | (6) | (7) | (8) |
| MRK 334 | 633 NW | 9.33 ± 0.24 | < 2.78 | < 1.57 | 2.27 ± 0.19 | ... | < 0.39 |
| | 543 NW | 15.09 ± 0.86 | 5.11 ± 0.29 | 1.48 ± 0.08 | 2.63 ± 0.15 | 0.20 ± 0.01 | 0.45 ± 0.03 |
| | 452 NW | 24.52 ± 0.55 | 9.81 ± 0.22 | 2.71 ± 0.06 | 6.11 ± 0.14 | 0.38 ± 0.01 | 1.04 ± 0.02 |
| | 362 NW | 85.22 ± 1.47 | 27.85 ± 0.48 | 5.35 ± 0.09 | 14.37 ± 0.25 | 1.17 ± 0.02 | 2.45 ± 0.04 |
| | Núcleo | 392.62 ± 6.24 | 206.67 ± 3.29 | 32.79 ± 0.52 | 59.23 ± 0.94 | 8.41 ± 0.13 | 10.09 ± 0.16 |
| | 362 SE | 20.19 ± 1.02 | 6.62 ± 0.33 | 3.00 ± 0.15 | 5.41 ± 0.27 | 0.99 ± 0.05 | 0.92 ± 0.05 |
| | 452 SE | 8.97 ± 0.39 | 3.87 ± 0.17 | 1.39 ± 0.06 | 3.55 ± 0.15 | 0.51 ± 0.02 | 0.60 ± 0.03 |
| | 543 SE | 2.24 ± 0.32 | 0.93 ± 0.14 | 0.41 ± 0.13 | 1.16 ± 0.14 | 0.19 ± 0.06 | 0.19 ± 0.03 |
| | 633 SE | 3.48 ± 0.40 | < 1.29 | < 0.63 | 1.44 ± 0.22 | ... | < 0.24 |
| NGC 34 | 624 N | ... | ... | ... | ... | 0.24 ± 0.08 | < 0.16 |
| | 510 N | 14.39 ± 0.32 | 8.40 ± 0.36 | 3.79 ± 0.20 | 2.62 ± 0.16 | 1.90 ± 0.12 | < 0.45 |
| | 397 N | 163.35 ± 8.44 | 74.71 ± 3.86 | 27.73 ± 1.43 | 16.01 ± 0.83 | 6.63 ± 0.34 | 2.73 ± 0.14 |
| | Núcleo | 456.05 ± 16.34 | 155.25 ± 5.56 | 117.52 ± 4.21 | 97.91 ± 3.51 | 34.09 ± 1.22 | 16.69 ± 0.60 |
| | 397 S | 114.45 ± 3.84 | 75.33 ± 2.53 | 28.57 ± 0.96 | 20.32 ± 0.68 | 9.83 ± 0.33 | 3.46 ± 0.12 |
| | 510 S | 31.41 ± 3.57 | 10.34 ± 1.18 | 5.30 ± 0.60 | 4.22 ± 0.48 | 2.53 ± 0.29 | 0.72 ± 0.08 |
| | 624 S | ... | ... | ... | < 1.58 | 0.71 ± 0.06 | 0.27 ± 0.04 |
| NGC 591 | 407 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 345 SE | 3.55 ± 0.97 | 2.54 ± 0.71 | ... | < 0.39 | ... | ... |
| | 282 SE | 11.57 ± 0.83 | 5.50 ± 0.46 | 1.62 ± 0.59 | 1.56 ± 0.40 | 0.70 ± 0.12 | 0.26 ± 0.08 |
| | 219 SE | 162.58 ± 7.70 | 68.40 ± 3.24 | 10.30 ± 0.49 | 6.76 ± 0.32 | 2.46 ± 0.12 | 1.15 ± 0.05 |
| | Núcleo | 257.54 ± 8.73 | 129.41 ± 4.39 | 28.04 ± 0.95 | 26.26 ± 0.89 | 7.65 ± 0.26 | 4.47 ± 0.15 |
| | 219 NW | 80.80 ± 3.39 | 43.72 ± 1.84 | 10.41 ± 0.44 | 7.29 ± 0.31 | 1.60 ± 0.07 | 1.24 ± 0.05 |
| | 282 NW | 29.96 ± 3.03 | 19.37 ± 1.96 | 3.98 ± 0.40 | 3.56 ± 0.36 | 0.89 ± 0.09 | 0.61 ± 0.06 |
| | 345 NW | ... | ... | ... | < 1.54 | 0.30 ± 0.06 | 0.26 ± 0.08 |
| | 407 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| MRK 573 | 445 NE | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 377 NE | 2.17 ± 0.99 | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 308 NE | 4.68 ± 0.55 | 1.73 ± 0.57 | ... | < 0.32 | ... | ... |
| | 240 NE | 72.35 ± 7.03 | 23.01 ± 2.23 | 2.51 ± 0.24 | 2.14 ± 0.21 | 0.43 ± 0.04 | 0.36 ± 0.04 |
| | Núcleo | 266.57 ± 7.88 | 110.95 ± 3.28 | 7.03 ± 0.21 | 18.53 ± 0.55 | 1.66 ± 0.05 | 3.15 ± 0.09 |
| | 240 SW | 26.18 ± 4.70 | 10.89 ± 1.96 | 1.57 ± 0.28 | 1.99 ± 0.36 | 0.38 ± 0.07 | 0.34 ± 0.06 |
| | 308 SW | 5.89 ± 0.51 | 2.30 ± 0.36 | 0.62 ± 0.26 | 0.37 ± 0.14 | ... | < 0.15 |
| | 377 SW | 2.70 ± 0.59 | ... | ... | < 0.39 | ... | ... |
| | 445 SW | 1.09 ± 0.26 | ... | ... | < 0.17 | ... | ... |
| MRK 1066 | 534 SE | ... | ... | < 0.55 | < 0.27 | ... | ... |
| | 458 SE | 3.91 ± 0.38 | 3.34 ± 0.27 | 1.90 ± 0.16 | 0.57 ± 0.12 | ... | < 0.10 |
| | 381 SE | 65.35 ± 4.07 | 27.44 ± 1.71 | 12.64 ± 0.79 | 4.65 ± 0.29 | 0.73 ± 0.05 | 0.79 ± 0.05 |

Tabela 4.1 Continuação

| Galáxia | Extração | [SIII] 0.953$\mu$m | HeI 1.083$\mu$m | [FeII] 1.257$\mu$m | Pa$\beta$ 1.281$\mu$m | $H_2$ (1.0)S(1)o 2.121$\mu$m | Br$\gamma$ 2.165$\mu$m |
|---|---|---|---|---|---|---|---|
| (1) | (2) | (3) | (4) | (5) | (6) | (7) | (8) |
| | 305 SE | 49.10 ± 1.30 | 25.45 ± 0.68 | 12.23 ± 0.33 | 8.71 ± 0.23 | 1.56 ± 0.04 | 1.48 ± 0.04 |
| | 229 SE | 53.00 ± 1.85 | 33.47 ± 1.17 | 12.78 ± 0.45 | 13.23 ± 0.46 | 3.38 ± 0.12 | 2.25 ± 0.08 |
| | Núcleo | 1122.81 ± 11.61 | 570.85 ± 5.90 | 126.96 ± 1.31 | 146.95 ± 1.52 | 21.97 ± 0.23 | 25.02 ± 0.26 |
| | 229 SE | 171.29 ± 1.80 | 80.46 ± 0.85 | 28.49 ± 0.30 | 25.48 ± 0.27 | 4.24 ± 0.04 | 4.34 ± 0.05 |
| | 305 SE | 59.06 ± 1.11 | 30.06 ± 0.57 | 12.20 ± 0.23 | 10.53 ± 0.20 | 1.59 ± 0.03 | 1.79 ± 0.03 |
| | 381 SE | 38.36 ± 1.51 | 14.70 ± 0.58 | 5.48 ± 0.22 | 4.78 ± 0.19 | 0.57 ± 0.02 | 0.81 ± 0.03 |
| | 458 SE | 2.60 ± 0.63 | 1.63 ± 0.21 | 0.76 ± 0.17 | 1.09 ± 0.19 | 0.22 ± 0.05 | 0.13 ± 0.05 |
| NGC 1275 | 518 SE | ... | ... | 0.20 ± 0.05 | < 0.12 | ... | ... |
| | 444 SE | 0.40 ± 0.15 | 0.66 ± 0.09 | 0.28 ± 0.07 | < 0.17 | 0.22 ± 0.03 | < 0.07 |
| | 370 SE | 4.30 ± 0.44 | 10.85 ± 0.23 | 1.18 ± 0.14 | 0.60 ± 0.14 | 0.62 ± 0.04 | < 0.09 |
| | 296 SE | 17.94 ± 0.42 | 49.93 ± 0.34 | 5.38 ± 0.19 | 2.60 ± 0.23 | 3.27 ± 0.07 | 0.40 ± 0.12 |
| | Núcleo | 280.02 ± 19.00 | 808.30 ± 54.84 | 86.29 ± 5.85 | 63.29 ± 4.29 | 42.24 ± 2.87 | 10.76 ± 0.73 |
| | 296 NW | 6.71 ± 0.52 | 21.90 ± 0.23 | 3.06 ± 0.15 | 3.09 ± 0.14 | 2.33 ± 0.07 | < 0.15 |
| | 370 NW | 0.56 ± 0.13 | ... | 1.10 ± 0.10 | 0.48 ± 0.10 | 0.57 ± 0.03 | < 0.06 |
| | 444 NW | 0.73 ± 0.21 | ... | 0.61 ± 0.08 | < 0.17 | 0.16 ± 0.02 | < 0.04 |
| NGC 1614 | 535 NW | < 0.67 | 1.62 ± 0.14 | 0.56 ± 0.09 | 1.13 ± 0.09 | 0.39 ± 0.80 | < 0.19 |
| | 464 NW | 26.3 ± 0.75 | 12 ± 0.34 | 2.2 ± 0.06 | 6.68 ± 0.19 | 0.79 ± 0.02 | 1.14 ± 0.03 |
| | 393 NW | 73.5 ± 0.69 | 37.9 ± 0.35 | 5.79 ± 0.05 | 18.1 ± 0.17 | 1.19 ± 0.01 | 3.09 ± 0.03 |
| | 321 NW | 239 ± 1.27 | 123 ± 0.66 | 16 ± 0.09 | 50 ± 0.27 | 1.86 ± 0.01 | 8.51 ± 0.05 |
| | 250 NW | 593 ± 3.04 | 316 ± 1.62 | 30.2 ± 0.15 | 115 ± 0.60 | 2.51 ± 0.01 | 19.6 ± 0.10 |
| | Núcleo | 1720 ± 16.3 | 974 ± 9.25 | 108 ± 1.03 | 340 ± 3.23 | < 4.91 | 57.9 ± 0.55 |
| | 250 SE | 496 ± 2.79 | 238 ± 1.34 | 34.3 ± 0.19 | 111 ± 0.62 | 2.64± 0.01 | 18.8 ± 0.11 |
| | 321 SE | 140 ± 1.12 | 69.7 ± 0.56 | 13 ± 0.10 | 39.1 ± 0.31 | 1.61 ± 0.01 | 6.65 ± 0.05 |
| | 393 SE | 53.2 ± 0.90 | 27.7 ± 0.47 | 6.21 ± 0.10 | 13.6 ± 0.23 | 1.04 ± 0.02 | 2.32 ± 0.04 |
| | 464 SE | 17.4 ± 0.48 | 13.5 ± 0.37 | 3.08 ± 0.08 | 4.53 ± 0.13 | 0.32 ± 0.01 | 0.77 ± 0.02 |
| | 535 SE | 0.83 ± 0.17 | 1.15 ± 0.23 | 0.47 ± 0.10 | 0.60 ± 0.06 | ... | < 0.08 |
| NGC 2110 | 277 NE | ... | ... | 0.91 ± 0.28 | < 0.74 | 0.31 ± 0.071 | < 0.16 |
| | 240 NE | < 2.28 | 2.87 ± 0.45 | 1.63 ± 0.22 | 0.55 ± 0.16 | 0.25 ± 0.090 | < 0.20 |
| | 203 NE | 4.79 ± 0.63 | 13.1 ± 0.46 | 3.93 ± 0.41 | 0.56 ± 0.12 | 0.61 ± 0.11 | < 0.25 |
| | 166 NE | 14.2 ± 0.78 | 7.46 ± 0.48 | 11.6 ± 0.41 | 1.38 ± 0.29 | 1.51 ± 0.14 | < 0.32 |
| | 129 NE | 111 ± 6.21 | 67.3 ± 3.77 | 52 ± 2.91 | 7.79 ± 0.44 | 3.63 ± 0.20 | 1.33 ± 0.074 |
| | Nucleo | 260 ± 18.9 | 120 ± 8.71 | 121 ± 8.80 | 21.1 ± 1.53 | 11.3 ± 0.82 | 3.58 ± 0.26 |
| | 129 SW | 194 ± 11.4 | 56.4 ± 3.31 | 63.9 ± 3.76 | 10.6 ± 0.62 | 4.15 ± 0.24 | 1.80 ± 0.106 |
| | 166 SW | 103 ± 8.73 | 24.1 ± 2.05 | 35.3 ± 3.00 | 5.34 ± 0.45 | 2.87 ± 0.24 | 0.91 ± 0.077 |
| | 203 SW | 7.20 ± 0.62 | 2.81 ± 0.54 | 4.17 ± 0.54 | 0.87 ± 0.33 | 1.17 ± 0.17 | < 0.39 |
| | 240 SW | 3.37 ± 0.56 | ... | 1.05 ± 0.38 | < 1.01 | 1.06 ± 0.14 | < 0.32 |
| | 277 SW | ... | ... | ... | ... | 0.47 ± 0.08 | < 0.19 |
| ESO428-G014 | 243 SW | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 216 SW | 2.81 ± 0.42 | ... | ... | < 0.51 | ... | ... |

Tabela 4.1 Continuação

| Galáxia | Extração | [SIII] 0.953$\mu$m | HeI 1.083$\mu$m | [FeII] 1.257$\mu$m | Pa$\beta$ 1.281$\mu$m | $H_2$ (1.0)S(1)o 2.121$\mu$m | Br$\gamma$ 2.165$\mu$m |
|---|---|---|---|---|---|---|---|
| (1) | (2) | (3) | (4) | (5) | (6) | (7) | (8) |
| | 189 SW | 4.90 ± 0.53 | ... | ... | < 0.30 | 0.24 ± 0.06 | < 0.13 |
| | 162 SW | 84.8 ± 10.2 | 16.2 ± 1.96 | 4.82 ± 0.58 | 2.74 ± 0.33 | 0.67 ± 0.08 | 0.47 ± 0.06 |
| | 135 SW | 71.8 ± 3.64 | 21.9 ± 1.11 | 4.02 ± 0.20 | 3.78 ± 0.19 | 0.42 ± 0.02 | 0.64 ± 0.03 |
| | 108 SW | 77.6 ± 7.47 | 30 ± 2.89 | 5.93 ± 0.57 | 6.12 ± 0.59 | 1.02 ± 0.10 | 1.04 ± 0.10 |
| | Núcleo | 1090 ± 38.6 | 429 ± 15.2 | 66.2 ± 2.35 | 84.1 ± 2.99 | 10.4 ± 0.37 | 14.3 ± 0.51 |
| | 108 NE | 150 ± 4.89 | 49.9 ± 1.63 | 6.86 ± 0.22 | 9.88 ± 0.32 | 1.35 ± 0.04 | 1.68 ± 0.05 |
| | 135 NE | 145 ± 4.45 | 41.6 ± 1.28 | 6.32 ± 0.19 | 9.41 ± 0.29 | 1.31 ± 0.04 | 1.60 ± 0.05 |
| | 162 NE | 69.9 ± 4.02 | 19.6 ± 1.13 | 4.26 ± 0.25 | 4.90 ± 0.28 | 1.16 ± 0.07 | 0.83 ± 0.05 |
| | 189 NE | 77.1 ± 5.78 | 13.6 ± 1.02 | 2.73 ± 0.20 | 2.11 ± 0.16 | 0.93 ± 0.07 | 0.36 ± 0.03 |
| | 216 NE | 3.23 ± 0.41 | ... | ... | < 0.34 | 0.31 ± 0.06 | < 0.13 |
| | 243 NE | 1.37 ± 0.31 | ... | ... | < 0.32 | ... | ... |
| MRK 1239 | 462 N | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 385 N | < 0.85 | 3.86 ± 0.57 | < 0.83 | 1.27 ± 0.39 | ... | < 0.805 |
| | 308 N | 5.59 ± 0.79 | 13.3 ± 1.88 | 1.79 ± 0.25 | 4.24 ± 0.60 | ... | 0.72 ± 0.10 |
| | Núcleo | 83.3 ± 16.7 | 173 ± 34.7 | 11 ± 2.2 | 79.3 ± 15.9 | ... | 13.5 ± 2.70 |
| | 308 S | 59.5 ± 2.23 | 78.8 ± 2.96 | 4.35 ± 0.16 | 21.7 ± 0.82 | ... | 3.7 ± 0.14 |
| | 385 S | 7.8 ± 0.47 | 11.1 ± 0.66 | 1.38 ± 0.08 | 3.44 ± 0.21 | ... | 0.58 ± 0.04 |
| | 462 S | 0.459 ± 0.11 | 0.87 ± 0.23 | < 0.69 | 1.39 ± 0.33 | ... | < 0.67 |
| NGC 3227 | 113 SE | ... | ... | ... | ... | 0.52 ± 0.11 | < 0.22 |
| | 97 SE | 4.13 ± 1.06 | 2.43 ± 0.46 | ... | < 0.89 | 1.05 ± 0.16 | < 0.32 |
| | 81 SE | 9.03 ± 1.04 | 5.76 ± 0.72 | 1.49 ± 0.34 | < 0.71 | 1.55 ± 0.18 | < 0.36 |
| | 65 SE | 21.12 ± 1.46 | 13.13 ± 0.99 | 4.24 ± 0.70 | 1.58 ± 0.78 | 3.34 ± 0.22 | 0.69 ± 0.22 |
| | Núcleo | 604.39 ± 54.21 | 302.79 ± 27.16 | 76.34 ± 6.85 | 52.90 ± 4.74 | 22.41 ± 2.01 | 9.27 ± 0.83 |
| | 65 NW | 27.92 ± 1.04 | 8.52 ± 0.75 | 8.39 ± 0.88 | 1.04 ± 0.53 | 2.15 ± 0.22 | 0.86 ± 0.22 |
| | 81 NW | 11.30 ± 1.01 | 3.33 ± 0.45 | 3.10 ± 0.46 | 1.63 ± 0.27 | 1.18 ± 0.22 | 0.68 ± 0.16 |
| | 97 NW | 6.67 ± 0.84 | 3.52 ± 0.57 | 0.61 ± 0.21 | 1.23 ± 0.20 | 0.57 ± 0.12 | 0.44 ± 0.12 |
| | 113 NW | 3.28 ± 0.74 | 2.38 ± 0.62 | < 0.40 | 0.72 ± 0.20 | 0.52 ± 0.10 | 0.27 ± 0.10 |
| NGC 3310 | 106 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 92 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 78 SE | 55.54 ± 0.71 | 20.98 ± 0.79 | < 3.89 | 4.26 ± 0.38 | ... | < 0.72 |
| | 64 SE | 60.70 ± 3.77 | 20.14 ± 1.25 | 3.79 ± 0.24 | 7.95 ± 0.49 | 0.64 ± 0.04 | 1.35 ± 0.08 |
| | Núcleo | 600.80 ± 7.87 | 220.13 ± 2.88 | 35.05 ± 0.46 | 102.99 ± 1.35 | 3.01 ± 0.04 | 17.53 ± 0.23 |
| | 64 NW | 77.88 ± 2.99 | 29.48 ± 1.13 | 3.38 ± 0.13 | 13.42 ± 0.51 | 0.70 ± 0.03 | 2.28 ± 0.09 |
| | 78 NW | 78.28 ± 6.97 | 22.62 ± 2.01 | 6.81 ± 0.61 | 5.60 ± 0.50 | 0.68 ± 0.06 | 0.95 ± 0.08 |
| | 92 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 106 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| NGC 4051 | 88 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 78 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 68 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... |

Tabela 4.1 Continuação

| Galáxia | Extração | [SIII] 0.953$\mu$m | HeI 1.083$\mu$m | [FeII] 1.257$\mu$m | Pa$\beta$ 1.281$\mu$m | $H_2$ (1.0)S(1)o 2.121$\mu$m | Br$\gamma$ 2.165$\mu$m |
|---|---|---|---|---|---|---|---|
| (1) | (2) | (3) | (4) | (5) | (6) | (7) | (8) |
| | 58 SE | 2.02 ± 0.45 | 3.20 ± 0.43 | ... | < 0.30 | ... | ... |
| | 49 SE | 3.43 ± 0.55 | 5.27 ± 0.59 | < 0.41 | 1.27 ± 0.20 | 0.55 ± 0.11 | < 0.21 |
| | 39 SE | 12.81 ± 1.31 | 16.05 ± 0.60 | 1.32 ± 0.53 | 10.36 ± 0.72 | 1.09 ± 0.22 | < 0.43 |
| | Núcleo | 59.91 ± 3.09 | 90.19 ± 1.49 | 3.28 ± 0.80 | 18.82 ± 0.80 | 4.97 ± 0.67 | 2.33 ± 0.67 |
| | 39 NW | 10.34 ± 1.26 | 16.60 ± 0.51 | < 0.98 | 6.45 ± 0.48 | 1.18 ± 0.20 | 0.56 ± 0.20 |
| | 49 NW | 4.90 ± 0.83 | 4.54 ± 0.46 | < 1.14 | 4.17 ± 0.56 | 0.59 ± 0.15 | 0.99 ± 0.34 |
| | 58 NW | 1.72 ± 0.48 | 4.21 ± 0.82 | < 0.53 | 1.18 ± 0.26 | ... | < 0.24 |
| | 68 NW | ... | 1.01 ± 0.41 | ... | < 0.83 | ... | ... |
| | 78 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| NGC 4151 | 121 SE | 1.93 ± 0.47 | 1.81 ± 0.44 | ... | < 0.44 | ... | ... |
| | 106 SE | 4.97 ± 0.54 | 4.81 ± 0.35 | 0.88 ± 0.30 | 0.86 ± 0.30 | ... | < 0.27 |
| | 91 SE | 12.92 ± 0.81 | 10.78 ± 0.62 | 2.68 ± 0.05 | 1.66 ± 0.38 | 0.57 ± 0.14 | < 0.47 |
| | 76 SE | 32.31 ± 0.96 | 29.22 ± 0.70 | 4.56 ± 0.36 | 3.64 ± 0.27 | 1.57 ± 0.24 | 0.92 ± 0.24 |
| | 61 SE | 78.49 ± 1.30 | 88.27 ± 0.83 | 11.88 ± 0.93 | 12.90 ± 0.48 | 3.11 ± 0.23 | 2.18 ± 0.31 |
| | Núcleo | 561.26 ± 106.64 | 816.69 ± 155.17 | 95.55 ± 18.15 | 115.52 ± 21.95 | 10.79 ± 2.05 | 21.66 ± 4.12 |
| | 61 NW | 165.53 ± 17.05 | 203.78 ± 20.99 | 25.12 ± 2.59 | 35.69 ± 3.68 | 5.28 ± 0.54 | 4.23 ± 0.44 |
| | 76 NW | 39.14 ± 1.31 | 43.83 ± 0.73 | 9.12 ± 0.59 | 7.30 ± 0.53 | 2.89 ± 0.27 | 1.48 ± 0.22 |
| | 91 NW | 11.99 ± 0.64 | 12.57 ± 0.34 | 3.54 ± 0.42 | 2.66 ± 0.40 | 1.05 ± 0.08 | 0.43 ± 0.09 |
| | 106 NW | 6.86 ± 0.73 | 5.43 ± 0.51 | 1.34 ± 0.38 | 1.22 ± 0.38 | 0.31 ± 0.06 | < 0.29 |
| | 121 NW | 5.57 ± 1.15 | 3.15 ± 0.61 | ... | < 0.83 | ... | ... |
| MRK 766 | 389 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 324 SE | 3.09 ± 0.28 | 2.82 ± 0.23 | < 0.49 | 1.79 ± 0.24 | ... | < 0.21 |
| | 259 SE | 9.79 ± 0.35 | 6.74 ± 0.26 | 1.42 ± 0.30 | 2.42 ± 0.20 | < 0.26 | 0.91 ± 0.13 |
| | Núcleo | 188.83 ± 11.10 | 150.98 ± 8.88 | 11.04 ± 0.65 | 45.92 ± 2.70 | 5.53 ± 0.33 | 9.89 ± 0.58 |
| | 259 NW | 8.00 ± 0.54 | 9.03 ± 0.38 | < 0.40 | 1.85 ± 0.20 | 0.87 ± 0.21 | 1.43 ± 0.21 |
| | 324 NW | 3.11 ± 0.48 | 2.73 ± 0.30 | < 0.57 | 1.08 ± 0.28 | ... | < 0.24 |
| | 389 NW | 0.73 ± 0.20 | ... | ... | < 0.17 | ... | ... |
| NGC 4748 | 327 NE | 2.85 ± 0.50 | 2.38 ± 0.55 | < 0.38 | 0.75 ± 0.18 | < 0.24 | 0.28 ± 0.11 |
| | 261 NE | 9.47 ± 0.69 | 5.98 ± 0.52 | 1.04 ± 0.26 | 1.16 ± 0.26 | 0.09 ± 0.03 | 0.18 ± 0.05 |
| | Núcleo | 79.98 ± 4.56 | 62.04 ± 3.54 | 8.33 ± 0.47 | 12.17 ± 0.69 | 0.85 ± 0.05 | 2.73 ± 0.16 |
| | 261 SW | 6.63 ± 0.56 | 2.69 ± 0.35 | 0.95 ± 0.16 | 0.82 ± 0.16 | 0.16 ± 0.03 | 0.28 ± 0.06 |
| | 327 SW | 2.87 ± 0.60 | 2.59 ± 0.52 | < 0.51 | 0.64 ± 0.24 | ... | < 0.11 |
| NGC 5548 | 404 NE | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 337 NE | 0.52 ± 0.13 | 0.97 ± 0.08 | ... | < 0.09 | ... | ... |
| | 269 NE | 1.85 ± 0.28 | 3.02 ± 0.15 | 0.27 ± 0.07 | < 0.36 | ... | ... |
| | Núcleo | 30.06 ± 1.77 | 62.74 ± 3.70 | 2.29 ± 0.13 | 5.16 ± 0.30 | 0.70 ± 0.04 | 0.82 ± 0.05 |
| | 269 SW | 1.82 ± 0.22 | 2.42 ± 0.11 | 0.16 ± 0.08 | 0.22 ± 0.08 | ... | ... |
| | 337 SW | 0.55 ± 0.11 | 0.58 ± 0.14 | ... | < 0.12 | ... | ... |
| | 404 SW | 0.40 ± 0.14 | 0.24 ± 0.10 | ... | < 0.09 | ... | ... |

Tabela 4.1 Continuação

| Galáxia | Extração | [SIII] 0.953$\mu$m | HeI 1.083$\mu$m | [FeII] 1.257$\mu$m | Pa$\beta$ 1.281$\mu$m | $H_2$ (1.0)S(1)o 2.121$\mu$m | Br$\gamma$ 2.165$\mu$m |
|---|---|---|---|---|---|---|---|
| (1) | (2) | (3) | (4) | (5) | (6) | (7) | (8) |
| NGC 5728 | 369 NE | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 317 NE | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 264 NE | 3.75 ± 1.14 | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 211 NE | 5.01 ± 0.97 | 2.27 ± 0.66 | ... | ... | ... | ... |
| | Núcleo | 243.20 ± 3.05 | 95.84 ± 1.51 | 8.30 ± 1.00 | 12.66 ± 1.10 | 7.34 ± 0.31 | < 2.17 |
| | 211 SW | 6.46 ± 0.71 | 3.88 ± 0.62 | ... | ... | 0.76 ± 0.13 | ... |
| | 264 SW | 3.14 ± 0.53 | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 317 SW | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 369 SW | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| NGC 5929 | 255 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 221 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 187 SE | 24.50 ± 0.46 | 8.48 ± 0.39 | 1.84 ± 0.14 | 1.01 ± 0.10 | ... | < 0.17 |
| | 153 SE | 46.78 ± 3.74 | 14.69 ± 1.17 | 4.92 ± 0.39 | 2.83 ± 0.23 | 0.54 ± 0.04 | 0.48 ± 0.04 |
| | Núcleo | 64.23 ± 6.32 | 28.62 ± 2.82 | 12.37 ± 1.22 | 9.16 ± 0.90 | 3.15 ± 0.31 | 1.56 ± 0.15 |
| | 153 NW | 9.47 ± 3.17 | 4.18 ± 1.40 | 1.11 ± 0.37 | 1.68 ± 0.56 | 0.60 ± 0.20 | 0.29 ± 0.10 |
| | 187 NW | 10.05 ± 0.73 | 3.14 ± 0.26 | 0.88 ± 0.15 | 1.13 ± 0.19 | 0.37 ± 0.07 | < 0.19 |
| | 221 NW | 4.32 ± 0.45 | 1.17 ± 0.15 | ... | < 0.76 | 0.23 ± 0.05 | < 0.13 |
| | 255 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| 1H1934-063A | 302 N | 1.10 ± 0.18 | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 256 N | 1.83 ± 0.15 | 1.71 ± 0.21 | < 0.11 | 0.30 ± 0.04 | ... | < 0.05 |
| | 209 N | 6.82 ± 0.21 | 4.90 ± 0.20 | 0.39 ± 0.08 | 1.64 ± 0.08 | < 0.10 | 0.38 ± 0.07 |
| | Núcleo | 66.3 ± 6.47 | 61.2 ± 5.98 | 4.43 ± 0.43 | 41.4 ± 4.04 | 0.68 ± 0.07 | 8.32 ± 0.81 |
| | 209 S | 6.43 ± 0.20 | 5.71 ± 0.17 | 0.50 ± 0.16 | 4.65 ± 0.15 | < 0.14 | 1.15 ± 0.12 |
| | 256 S | 2.49 ± 0.28 | 2.05 ± 0.44 | < 0.26 | 0.68 ± 0.10 | ... | < 0.12 |
| | 302 S | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| NGC 7469 | 578 NW | 16.11 ± 0.97 | 5.10 ± 0.31 | 2.32 ± 0.14 | 5.03 ± 0.30 | 0.42 ± 0.02 | 0.86 ± 0.05 |
| | 481 NW | 9.72 ± 0.44 | 4.24 ± 0.19 | 1.64 ± 0.07 | 3.41 ± 0.16 | 0.52 ± 0.02 | 0.58 ± 0.03 |
| | 385 NW | 10.00 ± 0.45 | 4.51 ± 0.20 | 1.64 ± 0.07 | 3.44 ± 0.16 | 0.52 ± 0.02 | 0.59 ± 0.03 |
| | 289 NW | 23.29 ± 0.39 | 6.97 ± 0.12 | 3.13 ± 0.05 | 9.91 ± 0.17 | 0.38 ± 0.01 | 1.69 ± 0.03 |
| | Núcleo | 127.39 ± 1.53 | 155.13 ± 2.69 | 13.35 ± 1.38 | 19.56 ± 1.23 | 8.63 ± 0.47 | 3.28 ± 0.39 |
| | 289 SE | 48.93 ± 1.10 | 33.46 ± 0.75 | 6.62 ± 0.15 | 13.05 ± 0.29 | 1.53 ± 0.03 | 2.22 ± 0.05 |
| | 385 SE | 35.20 ± 0.52 | 10.58 ± 0.16 | 4.35 ± 0.06 | 12.22 ± 0.18 | 0.62 ± 0.01 | 2.08 ± 0.03 |
| | 481 SE | 31.93 ± 0.48 | 8.06 ± 0.12 | 3.00 ± 0.04 | 10.47 ± 0.16 | 0.66 ± 0.01 | 1.78 ± 0.03 |
| | 578 SE | 18.13 ± 1.02 | 5.29 ± 0.30 | 3.08 ± 0.17 | 5.46 ± 0.31 | 0.40 ± 0.02 | 0.93 ± 0.05 |
| NGC 7674 | 726 NW | 0.70 ± 0.18 | ... | ... | < 0.38 | ... | ... |
| | 605 NW | 3.16 ± 1.40 | 1.32 ± 0.59 | 0.14 ± 0.06 | 0.42 ± 0.19 | 0.19 ± 0.08 | 0.07 ± 0.03 |
| | 484 NW | 11.08 ± 2.56 | 5.46 ± 1.26 | 0.73 ± 0.17 | 1.25 ± 0.29 | 0.26 ± 0.06 | 0.21 ± 0.05 |
| | Núcleo | 242.93 ± 5.04 | 86.05 ± 1.78 | 12.36 ± 0.26 | 19.72 ± 0.41 | 2.54 ± 0.05 | 2.36 ± 0.05 |

Tabela 4.1 Continuação

| Galáxia | Extração | [SIII] 0.953$\mu$m | HeI 1.083$\mu$m | [FeII] 1.257$\mu$m | Pa$\beta$ 1.281$\mu$m | $H_2$ (1.0)S(1)o 2.121$\mu$m | Br$\gamma$ 2.165$\mu$m |
|---|---|---|---|---|---|---|---|
| (1) | (2) | (3) | (4) | (5) | (6) | (7) | (8) |
| | 484 SE | 24.14 ± 1.38 | 8.97 ± 0.51 | 1.46 ± 0.08 | 2.20 ± 0.13 | 0.38 ± 0.02 | 0.37 ± 0.02 |
| | 605 SE | 19.38 ± 2.10 | 7.43 ± 0.80 | 0.54 ± 0.06 | 1.04 ± 0.11 | 0.27 ± 0.03 | 0.18 ± 0.02 |
| NGC 7682 | 544 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 476 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 408 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 340 NW | 2.22 ± 0.32 | 1.48 ± 0.30 | ... | < 0.19 | 0.25 ± 0.04 | < 0.09 |
| | 272 NW | 8.54 ± 0.32 | 3.79 ± 0.22 | 0.56 ± 0.14 | 0.50 ± 0.08 | 0.71 ± 0.04 | < 0.09 |
| | Núcleo | 115.46 ± 12.73 | 68.32 ± 7.53 | 5.21 ± 0.57 | 11.56 ± 1.27 | 8.01 ± 0.88 | 1.97 ± 0.22 |
| | 272 SE | 8.97 ± 0.36 | 3.08 ± 0.23 | < 0.28 | 0.71 ± 0.13 | 1.05 ± 0.06 | < 0.12 |
| | 340 SE | 3.41 ± 0.28 | 1.05 ± 0.18 | ... | < 0.25 | 0.45 ± 0.05 | < 0.10 |
| | 408 SE | 1.08 ± 0.26 | ... | ... | < 0.16 | 0.16 ± 0.04 | < 0.08 |
| | 476 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 544 SE | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| NGC 7714 | 290 NW | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 251 NW | 1.37 ± 0.21 | 1.05 ± 0.15 | 0.32 ± 0.08 | 0.79 ± 0.10 | < 0.08 | < 0.09 |
| | 213 NW | 18.88 ± 0.51 | 8.90 ± 0.24 | 1.88 ± 0.05 | 4.67 ± 0.13 | 0.19 ± 0.00 | 0.79 ± 0.02 |
| | 174 NW | 52.03 ± 0.67 | 24.52 ± 0.32 | 5.49 ± 0.07 | 12.58 ± 0.16 | 0.58 ± 0.01 | 2.14 ± 0.03 |
| | 135 NW | 99.01 ± 1.04 | 47.23 ± 0.50 | 10.05 ± 0.11 | 22.27 ± 0.23 | 0.87 ± 0.01 | 3.79 ± 0.04 |
| | Núcleo | 612.36 ± 9.18 | 335.79 ± 5.03 | 36.52 ± 0.55 | 131.07 ± 1.97 | 3.30 ± 0.05 | 22.30 ± 0.33 |
| | 135 SE | 177.06 ± 1.54 | 99.88 ± 0.87 | 5.78 ± 0.05 | 36.42 ± 0.32 | 0.45 ± 0.00 | 6.20 ± 0.05 |
| | 174 SE | 107.81 ± 1.30 | 55.52 ± 0.67 | 3.99 ± 0.05 | 21.86 ± 0.26 | 0.30 ± 0.00 | 3.72 ± 0.04 |
| | 213 SE | 33.77 ± 0.61 | 18.94 ± 0.34 | 1.08 ± 0.02 | 8.48 ± 0.15 | 0.13 ± 0.00 | 1.44 ± 0.03 |
| | 251 SE | 9.30 ± 1.09 | 5.42 ± 0.63 | 0.54 ± 0.06 | 3.04 ± 0.35 | 0.13 ± 0.02 | 0.52 ± 0.06 |
| | 290 SE | 10.81 ± 0.58 | 4.59 ± 0.25 | 0.72 ± 0.04 | 2.37 ± 0.13 | 0.14 ± 0.01 | 0.40 ± 0.02 |

Notas — (1): Nome da galáxia. (2): Distância (pc) e direção do espectro extraído. (3) - (8): Fluxos corrigidos das linhas

Para comparar de forma consistente a distribuição do fluxo com a distância em cada uma das galáxias, as distâncias angulares medidas no plano do céu foram projetadas no plano da galáxia, considerando que o gás emissor se encontra no plano do disco estelar. A equação utilizada para fazer esta transformação foi:

$$R^2 = r_{sky}^2[cos^2(\psi - \psi_o) + sen^2(\psi - \psi_o)/cos^2(i)] \tag{4.1}$$

onde $r_{sky}$ é a distância no plano do céu em parsecs (consideramos $H_o = 75$ km s$^{-1}$ Mpc$^{-1}$), $i$ é a inclinação do plano da galáxia (i=0 para galáxias *face-on*), $\psi$ é o ângulo de orientação da fenda de observação e $\psi_o$ é o ângulo da linha dos nodos da galáxia (Devereux et al., 2003).

O que se observa nas Figuras 4.3 e 4.4 é que na maior parte das galáxias as linhas analisadas se distribuem de forma semelhante: a emissão no núcleo é mais intensa e diminui gradativamente e de forma assimétrica na região estendida. Esse comportamento implica claramente que em todos os casos a NLR é basicamente alimentada pela fonte central, em acordo com os resultados publicados por Bennert et al. (2006a,b). Eles relatam que o parâmetro de ionização[1] na região visível diminui com o aumento da distância ao núcleo, sendo que a diminuição é mais rápida para Seyfert 1 do que para Seyfert 2. Consequentemente, a redução do parâmetro de ionização leva a uma redução na luminosidade da linha, indicando que o mecanismo dominante de excitação do gás da NLR é fotoionização pela fonte central.

Na nossa amostra, a luminosidade das linhas analisadas nas galáxias Sy1 NGC 3227, NGC 4051 e NGC 4151 também diminuiu de forma mais acentuada do que nas galáxias Sy2, como por exemplo, MRK 1066, NGC 2110 e NGC 1275. Ainda, para a galáxia NGC 4051 a diminuição mais acentuada da luminosidade nas linhas pode estar reforçada pelo fato de que esta galáxia é considerada como a Seyfert 1 de mais baixa luminosidade (Ho et al., 1997) enquanto que, na galáxia NGC 4151, a fenda de observação encontra-se quase perpendicular ao cone de ionização.

De uma maneira geral, em todas as galáxias da amostra as linhas [SIII] 0.953$\mu$m e HeI 1.083$\mu$m são as mais intensas no núcleo e nas regiões estendidas ao passo

[1]O parâmetro de ionização é definido como a razão entre o número de fótons capazes de ionizar o hidrogênio e a densidade do meio. É determinado através da equação:

$$U = \frac{Q(H^o)}{4\pi r^2 N_e c} \tag{4.2}$$

onde Q(H$^o$) é a quantidade de fótons com energia maior do que 13.6 eV, N$_e$ é a densidade eletrônica do gás e o fator $4\pi r^2$ é o termo que representa a diluição geométrica da radiação. A constante c (velocidade da luz, em cm/s) é introduzida na equação para tornar o parâmetro de ionização uma quantidade adimensional.

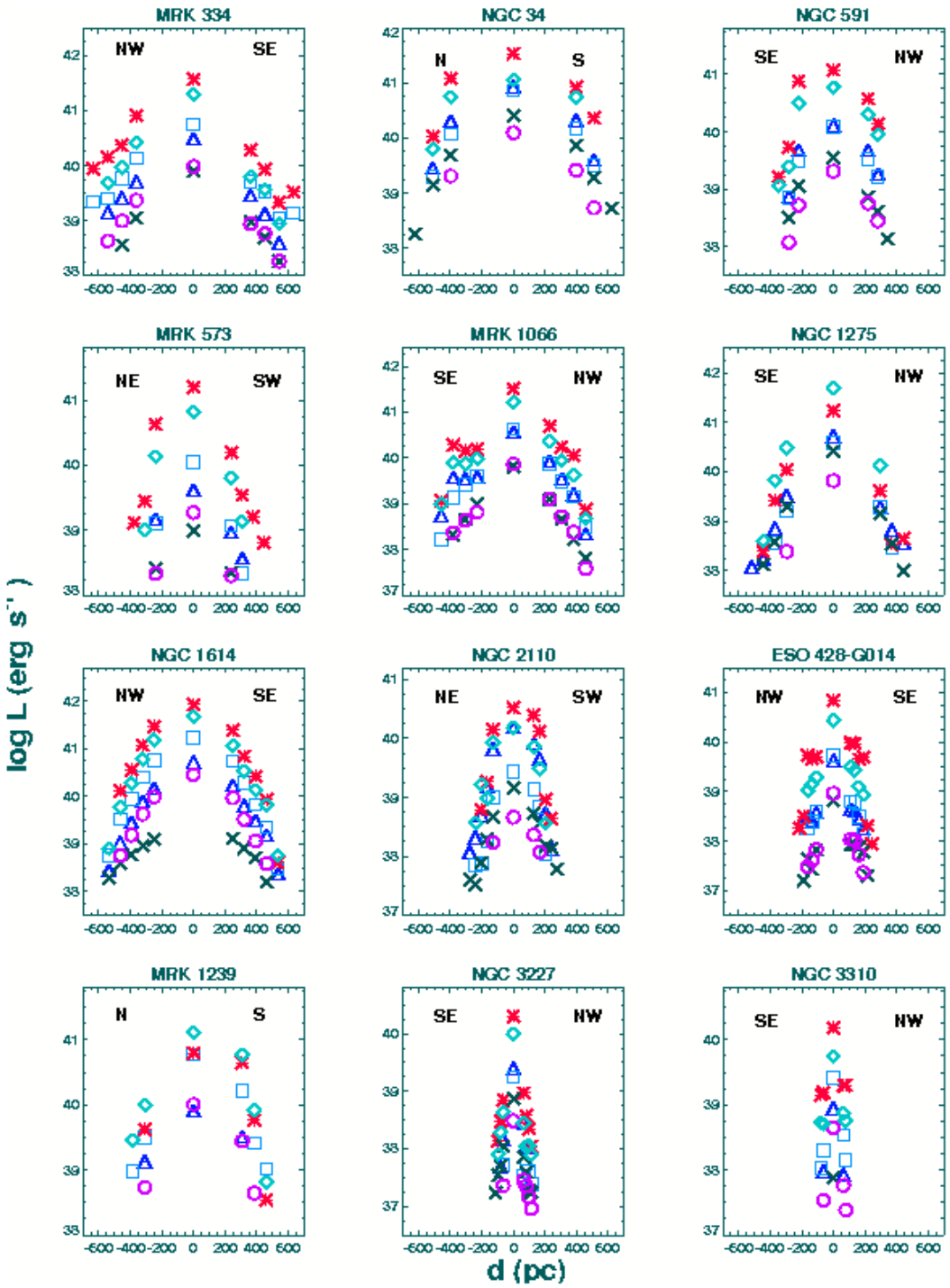


Figura 4.3: Logaritmo da luminosidade em função da distância ao núcleo, para cada uma das linhas observadas, em cada galáxia. O eixo das abcissas se refere a distâncias no plano do disco da galáxia. A direção observada para cada galáxia é apresentada nos gráficos e as linhas utilizadas foram: [SIII] 0.953$\mu$m (asterisco), HeI 1.083$\mu$m (losango), [FeII] 1.257$\mu$m (triângulo), Pa$\beta$ 1.281$\mu$m (quadrado), $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m (sinal X) e Br$\gamma$ 2.165$\mu$m (círculo).

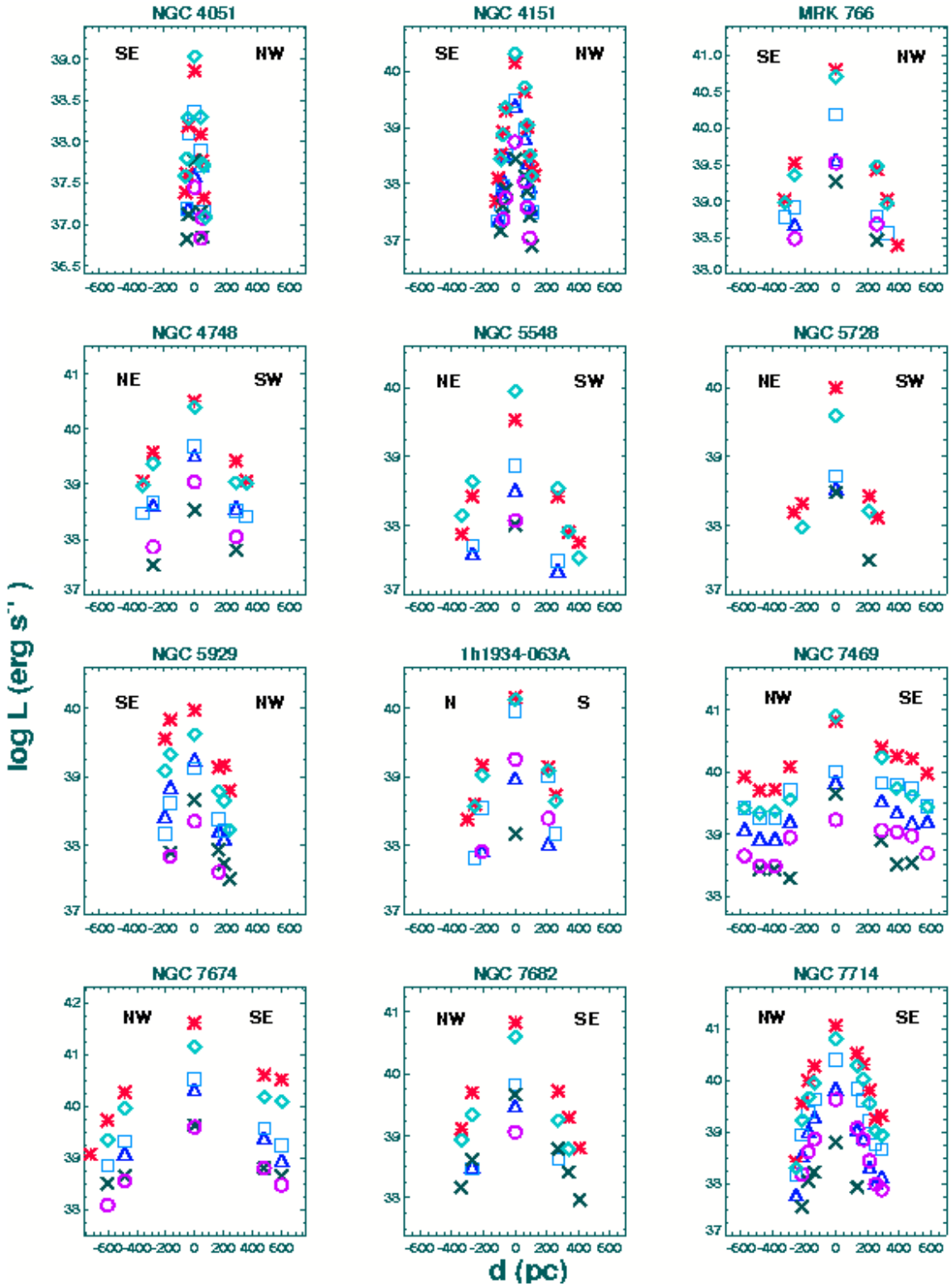


Figura 4.4: Continuação da Figura 4.3.

que $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m e Br$\gamma$ 2.165$\mu$m são as linhas mais fracas. Nas galáxias *Starburst*, a intensidade da emissão de [FeII] 1.257$\mu$m é similar à de Br$\gamma$, exceto para a galáxia NGC 34, que é classificada como um objeto composto (Sy2/SB). Já nas galáxias ativas, a emissão de [FeII] 1.257$\mu$m é sempre superior a Br$\gamma$, chegando até se igualar a [SIII] 0.953$\mu$m (no caso da galáxia NGC 2110), reforçando a idéia de que a radiação emitida nos núcleos ativos produz uma região parcialmente ionizada de maior extensão do que aquela produzida pela radiação emitida por estrelas. Consequentemente, [FeII] 1.257$\mu$m e [SIII] 0.953$\mu$m que são formadas nesta região, são mais intensas nos AGNs do que nas galáxias *Starburst*. Hidrogênio molecular não foi detectado no núcleo da galáxia *Starburst* NGC 1614 e nem na galáxia MRK 1239, sendo que em três galáxias (NGC 2110, NGC 34 e NGC 1275) a emissão de $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m é comparável à de Pa$\beta$.

Em 75% das galáxias *Starburst* praticamente todas as linhas se estendem até uma distância similar. A maior distância registrada nessa classe foi para NGC 1614 (540 pc NW - SE). [SIII] 0.953$\mu$m foi a linha mais estendida nas galáxias Seyfert 1 (70%) e Seyfert 2 (56%), sendo detectada até 630 pc NW - SE na galáxia Sy1 MRK 334 e até 730 pc NW na galáxia Sy2 NGC 7674.

Para fins de comparação com os AGNs, a Tabela 4.2 apresenta as distâncias (a partir do núcleo) até onde foram detectadas as linhas estudadas nas galáxias *Starburst* e a distância média com seu respectivo desvio padrão para cada linha. Os valores entre parênteses no final da Tabela 4.2 são calculados sem considerar a galáxia NGC 3310, que apresentou a menor emissão estendida. Nota-se que todas as linhas se estenderam até aproximadamente 340 pc e, não incluindo a galáxia NGC 3310, este valor é ainda maior: 430 pc. A galáxia NGC 3310 apresentou emissão de linhas muito compacta (80 pc), mesmo hospedando um *Starburst* espetacular com um anel de formação estelar de diâmetro igual a 770 pc (Riffel et al., 2008). No entanto, o disco desta galáxia não mostra evidência de população estelar do tipo O, que contribui significamente para a ionização do gás através da emissão de fótons ultravioletas. Já os valores das distâncias registrados para a galáxia NGC 1614 são coerentes com tamanho do anel de formação estelar de raio igual a 300 pc (Riffel et al., 2008).

Analisando os raios médios calculados na Tabela 4.2 é evidente que nas *Starburst* não existe diferença significativa entre a distribuição do gás que dá origem às diferentes linhas em emissão, o que é consistente com a hipótese de que vemos a emissão integrada de várias regiões de formação estelar ao longo da galáxia. Além disso, nas galáxias *Starburst* o gás ionizado não tem uma orientação preferencial

conforme ocorre nos AGNs, onde segundo o Modelo Unificado, o toróide de poeira colima a radiação emitida pela fonte central e produz os cones de ionização.

Tabela 4.2: Distância (pc) até onde foi detectada cada linha em emissão nas galáxias *Starburst*.

| Galáxia | Direção | [SIII] 0.953$\mu$m | HeI 1.083$\mu$m | [FeII] 1.257$\mu$m | Pa$\beta$ 1.281$\mu$m | $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m | Br$\gamma$ 2.165$\mu$m |
|---|---|---|---|---|---|---|---|
| (1) | (2) | (3) | (4) | (5) | (6) | (7) | (8) |
| NGC 34 | N | 510 | 510 | 510 | 510 | 620 | 400 |
| | S | 510 | 400 | 510 | 510 | 620 | 510 |
| NGC 1614 | NW | 460 | 540 | 540 | 540 | 540 | 460 |
| | SE | 540 | 540 | 540 | 540 | 460 | 460 |
| NGC 3310 | SE | 80 | 80 | 80 | 80 | 50 | 60 |
| | NW | 80 | 80 | 80 | 80 | 50 | 80 |
| NGC 7714 | NW | 250 | 250 | 250 | 250 | 210 | 210 |
| | SE | 290 | 290 | 290 | 290 | 140 | 290 |
| Raio médio | | 340 (427) | 336 (422) | 350 (440) | 350 (440) | 336 (432) | 309(390) |
| Desvio Padrão | | 206 (136) | 205 (138) | 217 (148) | 217 (148) | 268 (230) | 203 (138) |

Nota — O raio médio foi calculado como a média da distância média da emissão verificada em cada galáxia. Os valores entre parênteses foram determinados sem incluir a galáxia NGC 3310.

Nas Tabelas 4.3 e 4.4 encontram-se as distâncias até onde foi detectada cada uma das linhas analisadas nas Seyfert 1 e 2, respectivamente. As galáxias que possuem *redshift* maior do que 0.02 não foram levadas em consideração para não introduzirem efeitos de seleção prejudiciais à comparação das características de objetos próximos. Pode-se notar que o tamanho da região emissora encontrado a partir das diferentes linhas para as Seyfert 1 e 2 é menor do que aquele obtido para as galáxias *Starburst*. Esse resultado pode inicialmente parecer contraditório, uma vez que a luminosidade da fonte central de um AGN é muito maior do que a luminosidade de uma *Starburst*. Mas deve-se lembrar que a fonte central dos AGNs localiza-se na região nuclear da galáxia hospedeira enquanto que a formação estelar ocorre ao longo de todo o disco da galáxia, se estendendo a grandes distâncias do núcleo. Outra possível justificativa para este resultado é o fato de que a radiação emitida pelo AGN é anisotrópica e nossa amostra de objetos é heterogênea em relação à posição da fenda de observação e cone de ionização (Figuras 2.8 a 2.13).

Com o intuito de analisar de forma mais detalhada a emissão estendida da NLR para cada tipo de AGN, selecionamos algumas galáxias da nossa amostra separando-as em dois grupos: o primeiro constituído de galáxias que foram observadas com a fenda próxima ou alinhada com a direção de maior extensão de gás ionizado detectado em imagens [OIII] e o segundo constituído por objetos com a fenda disposta perpendicularmente a essa direção.

Tabela 4.3: Distância (pc) até onde foi detectada cada linha em emissão nas galáxias Seyfert 1.

| Galáxia | Direção | [SIII] 0.953$\mu$m | HeI 1.083$\mu$m | [FeII] 1.257$\mu$m | Pa$\beta$ 1.281$\mu$m | $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m | Br$\gamma$ 2.165$\mu$m |
|---|---|---|---|---|---|---|---|
| (1) | (2) | (3) | (4) | (5) | (6) | (7) | (8) |
| MRK 1239 | NW | 310 | 390 | 310 | 390 | ... | 310 |
| | SE | 460 | 460 | 310 | 460 | ... | 390 |
| NGC 3227 | SE | 100 | 100 | 80 | 80 | 110 | 60 |
| | NW | 110 | 110 | 100 | 110 | 110 | 110 |
| NGC 4051 | SE | 60 | 60 | 40 | 50 | 50 | 30 |
| | NW | 60 | 70 | 30 | 60 | 50 | 50 |
| NGC 4151 | SE | 120 | 90 | 90 | 110 | 90 | 80 |
| | NW | 120 | 110 | 110 | 110 | 110 | 90 |
| MRK 766 | SE | 320 | 320 | 260 | 320 | 190 | 260 |
| | NW | 390 | 320 | 190 | 320 | 260 | 260 |
| NGC 4748 | NE | 330 | 330 | 260 | 330 | 200 | 260 |
| | SW | 330 | 330 | 260 | 330 | 200 | 260 |
| NGC 5548 | SE | 340 | 340 | 270 | 270 | 200 | 200 |
| | NW | 400 | 400 | 270 | 270 | 200 | 200 |
| 1H1934-063A | N | 300 | 260 | 210 | 260 | 160 | 210 |
| | S | 260 | 260 | 210 | 260 | 160 | 210 |
| NGC 7469 | NW | 580 | 580 | 580 | 580 | 480 | 580 |
| | SE | 580 | 580 | 580 | 580 | 480 | 580 |
| Raio médio | | 287 (251) | 284 (247) | 231 (188) | 272 (233) | 169 (131) | 230 (186) |
| Desvio Padrão | | 166 (134) | 171 (138) | 160 (100) | 169 (132) | 138 (80) | 165 (107) |

Nota — O raio médio foi calculado como a média da distância média da emissão verificada em cada galáxia. Os valores entre parênteses foram determinados sem incluir a galáxia NGC 7469.

Dentre as Seyfert do tipo 1, pode-se distinguir as galáxias MRK 1239, NGC 3227, NGC 4051 e MRK 766, que foram observadas com a fenda posicionada próxima ao ângulo onde a emissão de [OIII] é mais estendida ao passo que em NGC 4151 e NGC 5548 a fenda foi posicionada perpendicularmente ao cone de ionização. Observa-se que mesmo para galáxias do primeiro grupo, as distâncias registradas são bastante diferentes e a emissão não é mais estendida em relação aos objetos do grupo 2, como se esperaria. Uma análise mais detalhada destes objetos revela que a morfologia da emissão [OIII] e a luminosidade da fonte central desempenham papéis importantes. MRK 766 e NGC 5548 apresentam emissão de [OIII] na forma de halo circular com diâmetro de 1.9"(470 pc) e 1.3"(450 pc), respectivamente (Schmitt et al., 2003b). Neste caso, como pode ser observado na Tabela 4.3, diferentes orientações de fenda mostram distâncias similares da emissão das linhas (até $\approx$ 400 pc), pois não existe uma direção preferencial de gás ionizado.

Já as galáxias NGC 4051 e NGC 4151 apresentam emissão de [OIII] estendida, alongada na direção indicada na Figura 2.11 (Schmitt & Kinney, 1996). Nota-se que a emissão foi mais extensa na galáxia NGC 4151 ($\approx$ 120 pc) onde a fenda encontra-se perpendicular ao cone de ionização do que para a galáxia NGC 4051 ($\approx$ 60 pc).

Neste caso, este resultado reflete o efeito da baixa luminosidade da galáxia NGC 4051 (Ho et al., 1997).

Por último, MRK 1239 e NGC 3227, duas galáxias que foram observadas com a fenda próxima ao eixo do cone de ionização, apresentam valores bastante distintos: na primeira as linhas foram detectadas a uma distância maior do que na segunda ($\approx$ 450 e 100 pc, respectivamente). Essas duas galáxias apresentam morfologia circular na emissão de [OIII], sendo que a emissão é maior para MRK 1239 (raio $\approx$ 5", Mulchaey et al. (1996a)) do que para NGC 3227 (raio $\approx$ 0.7", Schmitt & Kinney (1996)).

Nas galáxias Seyfert 2, pode-se separar NGC 591 e MRK 1066, onde a fenda de observação encontra-se dentro do cone de ionização e MRK 573 e NGC 5728, onde a fenda está posicionada perpendicularmente à direção do cone. Embora a emissão de [OIII] se estenda até aproximadamente 5" nas galáxias MRK 1066 e NGC 591 (Mulchaey et al., 1996a), a primeira apresenta maior extensão de gás ionizado (460 pc) do que a segunda (340 pc). Para o segundo grupo de galáxias, MRK 573 apresentou emissão no NIR mais estendida do que NGC 5728 (380 pc e

Tabela 4.4: Distância (pc) até onde foi detectada cada linha em emissão nas galáxias Seyfert 2.

| Galáxia | Direção | [SIII] 0.953$\mu$m | HeI 1.083$\mu$m | [FeII] 1.257$\mu$m | Pa$\beta$ 1.281$\mu$m | $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m | Br$\gamma$ 2.165$\mu$m |
|---|---|---|---|---|---|---|---|
| (1) | (2) | (3) | (4) | (5) | (6) | (7) | (8) |
| NGC 591 | SE | 340 | 340 | 280 | 280 | 280 | 280 |
| | NW | 280 | 280 | 280 | 280 | 340 | 280 |
| MRK 573 | NE | 380 | 310 | 240 | 240 | 240 | 240 |
| | SW | 440 | 310 | 310 | 310 | 240 | 240 |
| MRK 1066 | SE | 460 | 460 | 460 | 460 | 380 | 380 |
| | NW | 460 | 460 | 460 | 460 | 460 | 460 |
| NGC 1275 | SE | 440 | 440 | 520 | 370 | 440 | 300 |
| | NW | 440 | 300 | 440 | 370 | 440 | 220 |
| NGC 2110 | NE | 200 | 200 | 280 | 240 | 280 | 130 |
| | SW | 240 | 200 | 240 | 200 | 280 | 170 |
| ESO 428-G014 | NW | 220 | 160 | 160 | 160 | 190 | 160 |
| | SE | 240 | 190 | 190 | 190 | 220 | 190 |
| NGC 5728 | NE | 260 | 210 | 160 | 160 | 160 | ... |
| | SW | 260 | 210 | 160 | 160 | 210 | ... |
| NGC 5929 | SE | 190 | 190 | 190 | 190 | 150 | 150 |
| | NW | 220 | 220 | 190 | 190 | 220 | 150 |
| NGC 5953 | N | 150 | 150 | 210 | ... | 150 | ... |
| | S | 150 | 130 | 150 | ... | 150 | ... |
| NGC 7682 | NW | 340 | 340 | 270 | 270 | 340 | 200 |
| | SE | 410 | 340 | 200 | 270 | 410 | 200 |
| Raio médio | | 306 | 272 | 270 | 240 | 279 | 182 |
| Desvio Padrão | | 109 | 102 | 114 | 125 | 107 | 127 |

Nota — O raio médio foi calculado como a média da distância média da emissão verificada em cada galáxia.

260 pc, respectivamente), provavelmente devido ao fato de que a luminosidade de [OIII] da primeira é maior do que a segunda (log $L_{[OIII]} = 41.95$ erg s$^{-1}$ e 41.05 erg s$^{-1}$, respectivamente, Schmitt & Kinney (1996)).

Os resultados discutidos acima para as galáxias Seyfert 1 e 2 sugerem que o gás ionizado que dá origem a emissão de linhas infravermelhas é mais estendido naquelas galáxias onde a emissão de [OIII] é maior e reforçam a hipótese de que o tamanho da NLR está relacionado com a luminosidade de [OIII], conforme sugerido por Bennert et al. (2002) e Schmitt et al. (2003a).

A galáxia NGC 7469 merece comentário especial já que apresentou emissão estendida até 580 pc do núcleo em cinco linhas analisadas, significamente maior do que a distância verificada em outras galáxias Seyfert 1 (valor médio 206 pc). Por esse motivo, calculamos o valor do raio médio das galáxias Seyfert 1 sem incluir esta galáxia e apresentamos o resultado entre parênteses na Tabela 4.3. NGC 7469 apresenta emissão estendida no NIR com tamanho típico das galáxias *Starburst* da amostra analisada neste trabalho, o que está de acordo com o fato desta galáxia possuir um anel circumnuclear de formação estelar responsável pela produção das linhas observadas (ver Figura 2.27).

Podemos fazer uma estimativa do tamanho da região emissora de linhas nas galáxias Seyfert assumindo que o mecanismo dominante na excitação do gás é a fotoionização pela fonte central. Como veremos nos diagramas de diagnósticos apresentados na Seção 4.3.2, esta consideração é válida pois a região nuclear e estendida das galáxias da nossa amostra se posicionam no regime AGN, exceto as galáxias NGC 7469 e MRK 334. Neste sentido, os resultados encontrados para a nossa amostra indicam que as nuvens emissoras de [SIII] 0.953$\mu$m são as que mais se estendem (valor médio 280 pc), enquanto que as linhas de hidrogênio são as mais compactas (valor médio 186 pc) reforçando a idéia de que a emissão de [SIII] 0.953$\mu$m pode ser usada no NIR como traçador da excitação do gás, semelhante a linha de [OIII] $\lambda$5007 no visível. Entretanto, deve-se ressaltar que os valores encontrados para o tamanho da NLR são menores do que aqueles obtidos na região visível, provavelmente devido a efeitos de sensibilidade uma vez que a linha de [SIII] 0.953$\mu$m é aproximadamente 10 vezes mais fraca que [OIII] $\lambda$5007 (Ferguson et al., 1997). Como pode ser verificado nos espectros apresentados no Capítulo 2, nas regiões externas da NLR das galáxias NGC 3227 e NGC 5548, por exemplo, detecta-se a emissão do contínuo sem nenhum sinal de linhas em emissão. Neste caso, [SIII] 0.953$\mu$m pode estar no nível do ruído.

Algumas galáxias da nossa amostra foram observadas no NIR por outros autores

Tabela 4.5: Comparação dos resultados obtidos neste trabalho com outros trabalhos da literatura.

| Galáxia (1) | PA (°) (2) | [FeII] 1.257$\mu$m (3) | Pa$\beta$ (4) | $H_2$ 2.121$\mu$m (5) | Br$\gamma$ (6) |
|---|---|---|---|---|---|
| NGC 2110 | $20^{\dagger}$ | 280 NE - 240 SW | 240 NE - 200 SW | 280 NE - SW | 220 NE - 130 SW |
| | $-3^{a}$ (‖) | ... | ... | 730 NW - SE | ... |
| | $87^{a}$ (⊥) | ... | ... | 300 NE - SW | ... |
| | $160^{b}$ (‖) | 450 SE - 600 NW | 450 SE - NW | 450 SE - 600 NW | 450 SE - NW |
| | $80^{e}$ (⊥) | ... | ... | 900 NE - SW | 450 NE - 600 SW |
| | $170^{e}$ | 450 SE - 750 NW | 550 SE - 750 NW | 450 SE - 600 NW | 110 SE - NW |
| ESO 428-G014 | $345^{\dagger}$ | 160 NW - SE | 160 NW - SE | 190 NW - 220 SE | 160 NW - 190 SE |
| | $-50^{a}$ (‖) | ... | ... | 530 NW - SE | 250 NW - SE |
| | $40^{a}$ (⊥) | ... | ... | 270 NE - SW | 180 NE - SE |
| NGC 3227 | $158^{\dagger}$ | 80 SE - 100 NW | 80 SE - 100 NW | 110 SE - NW | 60 SE - 110 NW |
| | $15^{a}$ (‖) | ... | ... | 600 NE - SW | 230 NE - SW |
| | $-75^{a}$ (⊥) | ... | ... | 860 NW - SE | 150 NW - SE |
| MRK 1066 | $146^{\dagger}$ | 460 SE - NW | 460 SE - NW | 380 SE - 460 NW | 380 SE - 460 NW |
| | $135^{b}$ (‖) | 930 SE - 700 NW | 930 SE - 695 NW | 700 SE - NW | 700 SE - NW |
| | $45^{b}$ (⊥) | 460 NE - SW | 460 NE - SW | 460 NE - 700 SW | 190 NE - SW |
| NGC 4151 | $130^{\dagger}$ (⊥) | 90 SE - 110 NW | 110 SE - NW | 90 SE - 110 NW | 80 SE - 90 NW |
| | $60^{c}$ (‖) | 175 NE - SW | 175 NE - SW | ... | ... |
| MRK 573 | $40^{\dagger}$ (⊥) | 240 NE - 310 SW | 240 NE - 310 SW | 240 NE - SW | 240 NE - SW |
| | $125^{d}$ (‖) | 500 SE - NW | 1120 SE - NW | 250 SE - NW | 250 SE - NW |

Notas — Col. (1): Nome da galáxia. Col. (2): Ângulo de posição da fenda de observação (‖: paralelo ao cone de ionização e ⊥: perpendicular ao cone). Col. (3) a (6): Distâncias (em parsecs) até onde as linhas foram detectadas.
$^{\dagger}$ Posição da fenda observação da nossa amostra.
Referências: (a) Reunanen et al. (2003); (b) Knop et al. (2001); (c)Knop et al. (1996); (d) Winge et al. (2000); (e) Storchi-Bergmann et al. (1999).

com a fenda posicionada em uma direção diferente da nossa. Para complementar a análise dessas galáxias, na Tabela 4.5 estão relatadas as distâncias até onde as linhas em emissão foram detectadas nesses trabalhos. Embora tenhamos informações sobre poucas galáxias, pode-se observar que a distribuição do gás é anisotrópica e que a emissão de [FeII] 1.257$\mu$m e Pa$\beta$ se estendem mais na direção paralela ao cone de ionização para 3 galáxias (MRK 1066, NGC 4151 e MRK 573). Nas galáxias MRK 573, MRK 1066 e ESO 428-G014 a emissão de $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m e Br$\gamma$ é ligeiramente maior na direção paralela ao cone enquanto que $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m na galáxia NGC 3227 é mais estendido na direção perpendicular ao cone.

Em resumo, os dados aqui apresentados mostram que as linhas de [SIII] 0.953$\mu$m e HeI 1.083$\mu$m são as mais intensas no núcleo e regiões estendidas enquanto que $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m e Br$\gamma$ são as mais fracas. Foi verificado também que nas galáxias *Starbursts* a distribuição do gás é aproximadamente homogênea e que todas as linhas analisadas se estendem até $\approx$ 430 pc. Essa distância foi, na média, maior do

que a registrada nos núcleos ativos onde o gás é ionizado em uma direção preferencial e outros fatores tais como potência da fonte central, orientação do eixo do toróide e quantidade de gás existente no disco da galáxia devem influenciar. Nos AGNs, a linha que mais se estendeu foi [SIII] 0.953$\mu$m (valor médio 280 pc) enquanto que $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m apresentou emissão mais compacta (valor médio 186 pc).

## 4.3 Diagramas de diagnósticos para a classificação das galáxias com linhas em emissão

Para responder algumas questões fundamentais sobre astronomia extragaláctica é necessário diferenciar objetos alimentados pela fusão nuclear no interior das estrelas (galáxias normais e *Starburst*) daqueles objetos alimentados pelo acréscimo de matéria nas vizinhanças de buracos negros supermassivos (AGNs). Nesta seção, discutimos os diagramas diagnósticos de linhas em emissão propostos por Veilleux & Osterbrock (1987) na região visível e que são extremamente eficazes na separação de objetos que apresentam diferentes níveis de atividade nuclear. Posteriomente, a partir da informação verificada nas seções anteriores, apresentamos sugestões de diagramas de diagnósticos que podem ser utilizados no infravermelho próximo.

### 4.3.1 Diagramas de diagnósticos na região visível

A classificação de objetos tais como região HII, galáxias Seyfert e LINERs pode ser feita através de diagramas de diagnósticos baseados em pares de razões de linhas que foram propostos, primeiramente, por Baldwin et al. (1981). Eles mostraram, empiricamente, que a combinação de algumas razões de fluxos de linhas podia ser usada para separar os objetos em quatro categorias, de acordo com o principal mecanismo de excitação: região H II, nebulosa planetária, objetos fotoionizados por uma fonte do tipo AGN e objetos ionizados por choques.

Os diagramas BPT (de Baldwin, Phillips e Terlevich) foram melhorados por modificações introduzidas por Veilleux & Osterbrock (1987), que usaram razões de fluxos de pares de linhas que estão próximas em comprimento de onda. Assim, os efeitos sistemáticos de avermelhamento e erros de calibração no fluxo foram minimizados. As razões de linhas utilizadas por Veilleux & Osterbrock (1987) na construção dos diagramas foram: [OIII]$\lambda$5007/H$\beta$ em função de [NII] $\lambda$6583/H$\alpha$, [SII] ($\lambda$6716+$\lambda$6731)/H$\alpha$ e [OI] $\lambda$6300/H$\alpha$. Essencialmente, a razão entre [OIII] $\lambda$5007/H$\beta$ é um indicador do nível médio de ionização e temperatura do gás emis-

sor enquanto que [SII] ($\lambda$6716+$\lambda$6731)/H$\alpha$ e [OI] $\lambda$6300/H$\alpha$ são indicadores da importância de uma região parcialmente ionizada produzida por fótons altamente energéticos (h$\nu$ > 100 eV). Para testar os diagramas e encontrar aquele que separa melhor os objetos emissores de linhas (de acordo com o grau de atividade e tipo de fonte ionizante), Veilleux e Osterbrock analisaram um amostra 264 objetos compostas de LINERs, galáxias Seyfert 2, NLRG (do inglês, *Narrow Line Radio Galaxies*), *Starburst*, NELG (do inglês, *Narrow Emission-Line Galaxies*)[2] e regiões H II.

Nos três diagramas construídos houve uma separação nítida entre objetos do tipo região H II e galáxias ativas. A Figura 4.5 mostra um exemplo de diagrama de diagnóstico, onde os AGNs e as galáxias do tipo região H II estão representados por símbolos preenchidos e abertos, respectivamente. Nota-se que o canto direito superior foi ocupado por galáxias Seyfert 2 ao passo que LINERS e NLRG ocuparam a posição inferior. A linha sólida representa a separação entre os dois processos de fotoionização (contínuo estelar e contínuo não térmico) construída com base em modelos de fotoionização. Abaixo desta linha encontram-se objetos do tipo região H II, sendo que as galáxias *Starburst* estão mais próximas à linha de separação.

A distribuição de pontos nesse diagrama pode ser compreendida com base na propriedade física que distingue AGNs de uma galáxia do tipo região H II: o contínuo fotoionizante. Nas regiões H II a ionização é devido a fótons ultravioletas emitidos por estrelas quentes OB, cujo contínuo é bem descrito por uma curva de corpo negro. Em contraste, nos AGNs a radiação ionizante é caracterizada por um contínuo mais duro do tipo lei de potência da forma:

$$F_\nu = C\nu^{-\alpha} \tag{4.3}$$

onde $\alpha$ é o índice espectral, C é uma constante e $F_\nu$ é o fluxo observado, usualmente medido em erg s$^{-1}$ cm$^{-2}$ Hz$^{-1}$. Outra diferença entre região H II e AGNs é que os segundos têm uma fração significativa de sua energia no domínio dos raios X, o que traz consequências importantes na estrutura de ionização da nebulosa. Eles produzem uma região parcialmente ionizada de grande extensão, pois penetram profundamente na região neutra uma vez que a seção transversal de choque do H$^o$, He$^o$, He$^+$ e de todos os outros elementos diminui rapidamente com o aumento da energia, conforme mostrado na Figura 4.6.

Na região parcialmente ionizada H$^o$, H$^+$ e elétrons livres coexistem com átomos

[2]No passado esse termo foi proposto para galáxias que apresentavam valores da razão [OIII] $\lambda$5007/H$\alpha$ menor do que nas Seyfert 2. Atualmente, elas são classificadas como LINERs ou regiões H II.

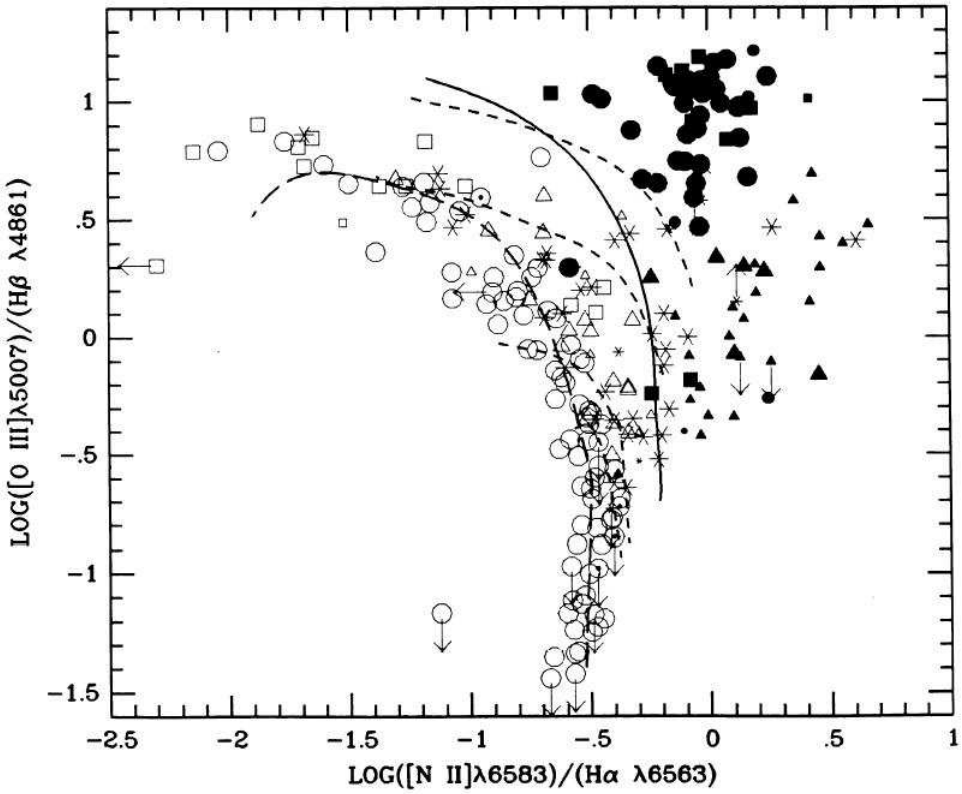


Figura 4.5: Razão da intensidade do fluxo de [OIII] $\lambda$5007/H$\beta$ versus [NII] $\lambda$6583/H$\alpha$. (Veilleux & Osterbrock, 1987). Os símbolos preenchidos representam AGNs de linhas estreitas: Seyfert 2 (círculo), NLRG (quadrado) e LINER (triângulo). Os asteriscos representam as NELG. Os símbolos abertos estão associados às regiões H II (círculo), regiões H II no núcleo (círculo com um ponto no centro), galáxias *Starburst* (triângulo) e galáxia do tipo do tipo região H II (quadrado). Os símbolos maiores representam os objetos com incerteza $\pm$ 30% enquanto que os símbolos menores representam incertezas inferiores a $\pm$ 30%. As quatro linhas com tracejados pequenos são modelos de região H II proposto por Evans & Dopita (1985) para temperatura efetiva de 56 000, 45 000, 38 500 e 37 000 K de cima para baixo, respectivamente. A curva com tracejados maiores representa o modelo de região H II de McCall et al. (1985). A curva sólida divide AGNs de objetos do tipo região H II.

neutros de outros elementos, bem como com íons que têm potencial de ionização similar ao H. As formas dominantes de O, S e N nesta região são $O^o$, $S^+$ e $N^o$, com pequenas frações de $N^+$ e $O^+$. Os elétrons livres produzidos nesta região por fotoionização por raios X e processos Auger têm um efeito positivo na intensidade de linhas produzidas por excitação colisional. Linhas importantes tais como [OI] $\lambda$6300, [S II] $\lambda\lambda$6716,6713, [NI] $\lambda$5199 e [N II] $\lambda$6583 são produzidas desta maneira. Esta zona entendida parcialmente ionizada de hidrogênio não existe em regiões H II fotoionizadas por estrelas quentes.

Vamos agora analisar fisicamente porque os diagramas construídos por Veilleux

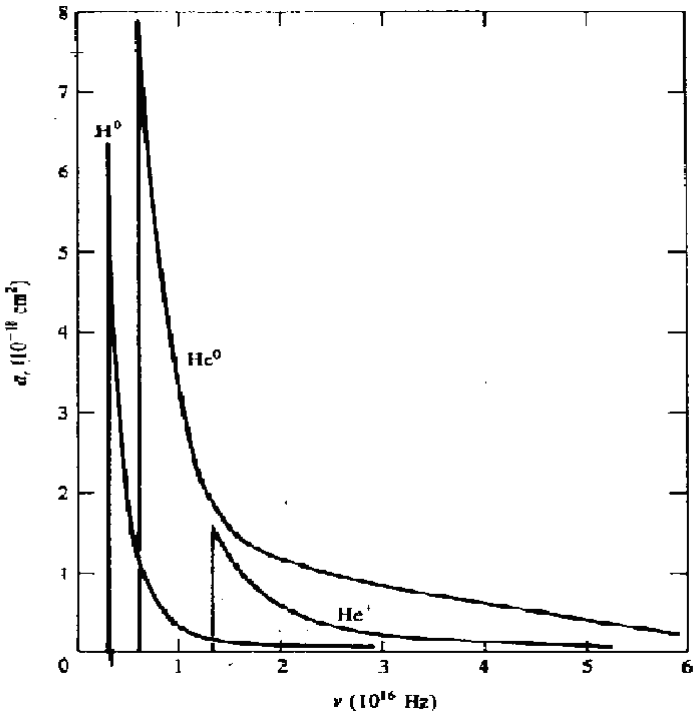


Figura 4.6: Seção transversal de absorção para $H^o$, $He^o$ e $He^+$ (Osterbrock, 1989).

& Osterbrock (1987) separam os objetos de acordo com o grau de atividade. A produção de linhas de emissão proibidas depende basicamente de três fatores: densidade, temperatura e abundância química do gás. A densidade crítica é o valor de densidade onde as taxas de desexcitação colisional e radiativa são iguais. Se a densidade do meio for maior que a densidade crítica de um dado elemento, a linha correspondente a esta transição será colisionalmente suprimida. As densidades críticas para a desexcitação colisional de [OI] $\lambda$6300, [OIII] $\lambda$5700, [S II] $\lambda\lambda$6716,6713, [NI] $\lambda$5199 e [N II] $\lambda$6583 são, respectivamente 2 x $10^6$, 7 x $10^5$, 2 x $10^3$, 4 x $10^3$, 2 x $10^3$ e 9 x $10^4$ cm$^{-3}$, usando os parâmetros atômicos coletados por Mendoza (1983). Os menores valores de densidade crítica são das linhas de [SII] $\lambda\lambda$6716,6713 e [NI] $\lambda$5199, que devem ser desexcitadas colisionalmente devido ao valor da densidade apresentada na região de linhas estreitas dos núcleos ativos ($N_e \approx 10^4$ cm$^{-3}$). Contudo, observa-se que a emissão de [S II] $\lambda\lambda$ 6716,6713 é intensa nos AGNs. Isso se deve ao fato que a seção transversal de choque para excitação colisional é maior para a linha de [SII] do que para a linha de [NI].

As intensidades de [OI] $\lambda$6300, [S II] $\lambda$6716,6713 e [N II] $\lambda$6583 são maiores em relação ao H$\alpha$ em AGNs do que em objetos do tipo região H II porque a excitação colisional destas linhas é mais importante em objetos com uma zona parcialmente

ionizada. A presença de [OI] $\lambda$6300 intenso é indicativo de um espectro ionizado por um contínuo que se estende até raios X, pois esta linha é produzida em uma região onde a densidade eletrônica e a temperatura é suficientemente alta. Além disso, o potencial de ionização de $O^o$ é aproximadamente similar ao $H^o$. Em uma fonte estelar, as condições necessárias para a produção de [OI] somente ocorrem dentro da esfera de Strömgren de H (volume até onde se encontra hidrogênio ionizado), onde a abundância de $O^o$ é desprezível. Isso explica a grande diferença encontrada entre a razão de [OI] $\lambda$6300 / H$\alpha$ nos objetos do tipo região H II e nos AGNs de linhas estreitas. O efeito também é importante para a razão [S II] $\lambda\lambda$6716,6713 / H$\alpha$, mas o fato que $S^+$ pode existir dentro da esfera de Strömgren atenua a diferença entre as duas classes de objetos.

A interpretação da emissão intensa de [N II] $\lambda$6583 é um pouco mais complexa. O $N^+$, como outros elementos uma vez ionizados e com potencial de ionização maior que 13.6 eV, está presente na parte mais externa da zona parcialmente ionizada e sua forma dominante não é $N^+$ e sim $N^o$. Assim, espera-se que a sua emissão seja menos intensa que a de [SII] na ausência de desexcitação colisional, cuja a forma dominante é $S^+$. Contudo, a maior intensidade da linha de [NII] se deve ao fato que a sua densidade crítica (9 x $10^4$ cm$^{-3}$) é maior que a do [SII] (4 x $10^3$ cm$^{-3}$), que é consideravelmente desexcitado por colisões. Além disso, a fotoionização por raios X e processos Auger são eficientes no aquecimento do gás nos AGNs, que consequentemente têm temperatura de equilíbrio mais alta que o gás de regiões H II. Este efeito deve também explicar em parte porque [NII] é mais intenso nos AGNs de linhas estreitas do que nas galáxias do tipo região H II.

Finalmente, $O^{++}$ é produzido predominantemente por fótons ultravioletas (h$\nu >$ 35 eV) tanto na região parcialmente ionizada quanto nas proximidades da fonte ionizante. A razão [OIII] / H$\alpha$ é mais intensa nos AGNs porque eles possuem um número maior de fótons que podem ionizar $O^+$ , transformando-o em $O^{++}$ na região parcialmente ionizada, onde a excitação colisional contribui significamente.

### 4.3.2 Diagramas de diagnósticos na região infravermelha

Algumas galáxias são hospedeiras de grande quantidade de poeira e gás molecular e consequentemente, razões de linhas ópticas medidas nestes objetos são sem dúvida afetadas pela extinção devida à presença de poeira. Por esse motivo, é importante observar estes objetos em comprimentos de onda maiores para verificar os resultados derivados dos espectros ópticos. Espectroscopia no infravermelho próximo tem obtido sucesso para detectar BLR obscurecida em várias galáxias ULIRGs (do inglês,

*Ultraluminous Infrared Galaxies*) (Hines, 1991), as quais possuem grande quantidade de poeira e gás molecular, além de possibilitar o estudo de BLR avermelhadas em galáxias Seyferts e rádio galáxias (Veilleux et al., 1997). Neste sentido, torna-se necessário o desenvolvimento de diagnósticos no infravermelho próximo para a comparação da classificação de galáxias com linhas em emissão.

De acordo com Veilleux (2002), os critérios que devem ser analisados no momento da escolha de pares de razões de linhas estreitas para a construção de diagramas de diagnósticos são:

- A razão deve envolver linhas que enfatizam as diferenças entre regiões H II e AGNs (por exemplo, linhas de alta excitação ou linhas de baixa ionização produzidas na região parcialmente ionizada )
- A razão deve ser entre linhas fortes que são facilmente identificadas em um espectro típico;
- Linhas que estão fortemente misturadas com outras devem ser evitadas porque o processo de separação aumenta a incerteza na medida do fluxo destas linhas;
- É preferível utilizar a razão envolvendo uma linha de um único elemento e uma linha de hidrogênio, pois esta razão é menos sensível à abundância química;
- Deve-se evitar linhas afetadas por características de absorção estelar ou atmosférica;
- As linhas devem estar em uma região que é facilmente acessada com os instrumentos atuais. Linhas no ultravioleta devem ser evitadas por causa da baixa sensibilidade de muitas câmeras CCDs a comprimentos de onda menores que 4000 Å.

Veilleux (2002) sugeriu que as linhas infravermelhas do hidrogênio poderiam ser utilizadas na procura por BLR obscurecidas em galáxias próximas. Em especial, a linha de Pa$\alpha$ porque esta é um terço da intensidade de H$\alpha$ e vinte vezes mais forte do que Br$\gamma$. Linhas de alta ionização, tais como [S IX] 1.252$\mu$m, [Si X] 1.430$\mu$m, [Si VI] 1.962$\mu$m, entre outras, também podem ser empregadas como dignóstico para identificação de atividade AGN. Nos nossos espectros, a linha de Pa$\alpha$ se localiza em um região onde a transmissão atmosférica é baixa e por isso não foi utilizada em razões de linhas. Alternativamente, utilizamos as linhas de Pa$\beta$ e Br$\gamma$, que satisfazem os critérios citados acima.

Outras linhas que estão presentes em praticamente todos os espectros são [FeII] 1.257$\mu$m e $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m. Antes de testar se estas podem ser, de fato, utilizadas em diagramas de diagnóstico, é importante comentar sobre os mecanismos de excitação que as originam. Ambas são detectadas em galáxias que apresentam diferentes níveis de atividade nuclear, estando presentes tanto em objetos classificados como *Starburst* quanto em objetos classificados como AGN.

Sabe-se que a emissão de [FeII] se origina em uma região onde o hidrogênio está parcialmente ionizado, o que geralmente acontece ao redor de supernovas ou dos AGNs. Essa zona de transição não existe em regiões H II, uma vez que a transição entre o H completamente ionizado e o H neutro é extremamente abrupta. Contudo, em galáxias *Starburst* detecta-se emissão de [FeII] 1.257$\mu$m intensa, que é atribuído a caudas de resfriamentos de remanentes de supernova. Já o mecanismo de excitação de [FeII] em galáxias Seyfert têm sido intensamente discutida na literatura (Forbes & Ward, 1993; Simpson et al., 1996; Rodríguez-Ardila et al., 2005b). Possibilidades incluem ionização por raio-X emitidos pela fonte central, ionização por choques e contribuição de *Starbursts*. Dessa maneira, a razão do fluxo entre [FeII] 1.257$\mu$m e Pa$\beta$ é um indicador útil para determinar o processo dominante na produção de [FeII] : em galáxias *Starburst*, [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ $< 0.4$ (Simpson et al., 1996; Colina, 1993), enquanto que nas galáxias Seyferts essa razão é maior (0.6 - 2, Rodríguez-Ardila et al. (2005b)) devido à ionização por raios X do núcleo ativo ou por choques induzidos pela interação de *outflows* nucleares com o gás emissor.

Por outro lado, a emissão de $H_2$ se origina em nuvens moleculares expostas à radiação estelar ou à radiação emitida pelo AGN. Cada uma dessas fontes produz um espectro diferente de $H_2$ e a razão $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$ nos permite discriminar entre estes processos. Em regiões de formação estelar, onde o principal agente de aquecimento é radiação ultravioleta, $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$ $< 1$, enquanto que para galáxias Seyfert esta razão é maior por causa da emissão adicional de $H_2$ excitada por choques ou por raios X do núcleo ativo (Moorwood & Oliva 1994).

Rodríguez-Ardila et al. (2004, 2005b) relataram que a razão [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ em função de $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$ pode ser usada como diagrama de diagnóstico no NIR para separar as galáxias de acordo com o nível de atividade nuclear. Segundo eles, existe um aumento progressivo nos valores dessas razões de *Starburst* a LINERs, com galáxias Seyfert apresentando valores intermediários. Mais precisamente, *Starburst* apresentam valores da razão [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ e $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$ $< 0.3$, Seyferts mostram valores entre 0.6 - 2 e LINERs, maiores que 2. Entretanto, apenas medidas da região nuclear foram incluídos neste

diagrama. Consequentemente, ele pode ser testado para as observações da região de linhas estreitas dos diferentes objetos discutidos neste trabalho e verificar a precisão desta proposta.

Dessa maneira, as razões [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ e $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$ do núcleo e das regiões estendidas das galáxias da nossa amostra foram utilizados para complementar este diagrama. As NLS1 e algumas galáxias Seyfert 1 não foram incluídas porque a separação entre componente larga e estreita das linhas de hidrogênio foi incerta. A Figura 4.7 apresenta o resultado. Os símbolos preenchidos e abertos se referem aos AGNs e *Starbursts*, respectivamente, enquanto que os símbolos maiores se referem à região nuclear nas duas classes. Pode-se observar que este diagrama separa muito bem os objetos de acordo com o nível de atividade: para $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$ e [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ $< 2$, existe uma correlação para a maioria dos objetos. As *Starbursts* ocuparam o canto esquerdo inferior ao passo que as galáxias Seyfert se distribuem um pouco acima, seguindo a correlação. Contudo para valores maiores do que 2, a correlação quebra e nenhuma tendência é observada. A inclusão de um número maior de pontos neste diagrama nos permite confirmar que a linha que separa *Starburst* de AGNs ocorre a $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$ e [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ $< 0.6$, conforme indicado pela linha tracejada no diagrama e sugerido por Rodríguez-Ardila et al. (2005b).

Alguns objetos apresentaram um comportamento de destaque e que merecem comentários adicionais. A galáxia NGC 34, classificada como SB/Sy2, cai no regime AGN e NGC 2110 apresenta razões típicas de LINERs. MRK 334 encontra-se na região típica de AGNs enquanto que algumas extrações extra-nucleares se localizam na região fotoionizada por estrelas, corroborando os resultados de Pogge & Martini (2002) que relatam a existência de pontos de emissão próximos ao núcleo sinalizando formação estelar circumnuclear. Certamente, um dos objetos que merece discussão e por si só permite confirmar a utilidade do diagrama é a galáxia NGC 7469, na qual a existência de um anel de formação estelar é certa e já foi detectada em várias observações em diferentes comprimentos de onda. Na Figura 4.7 vemos claramente que o núcleo cai na região ocupada pelos AGNs enquanto a região estendida migra para a região ocupada pelas *Starburst*, refletindo as propriedades do anel de formação estelar já descrito em outras partes desta dissertação.

Nas Figuras 4.8 a 4.10 são apresentados, pela primeira vez na literatura, outros diagramas de diagnósticos envolvendo a razão [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ em função da razões $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$, HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta$ e [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$, respectivamente. A razão [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ e HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta$ foram corrigidas por

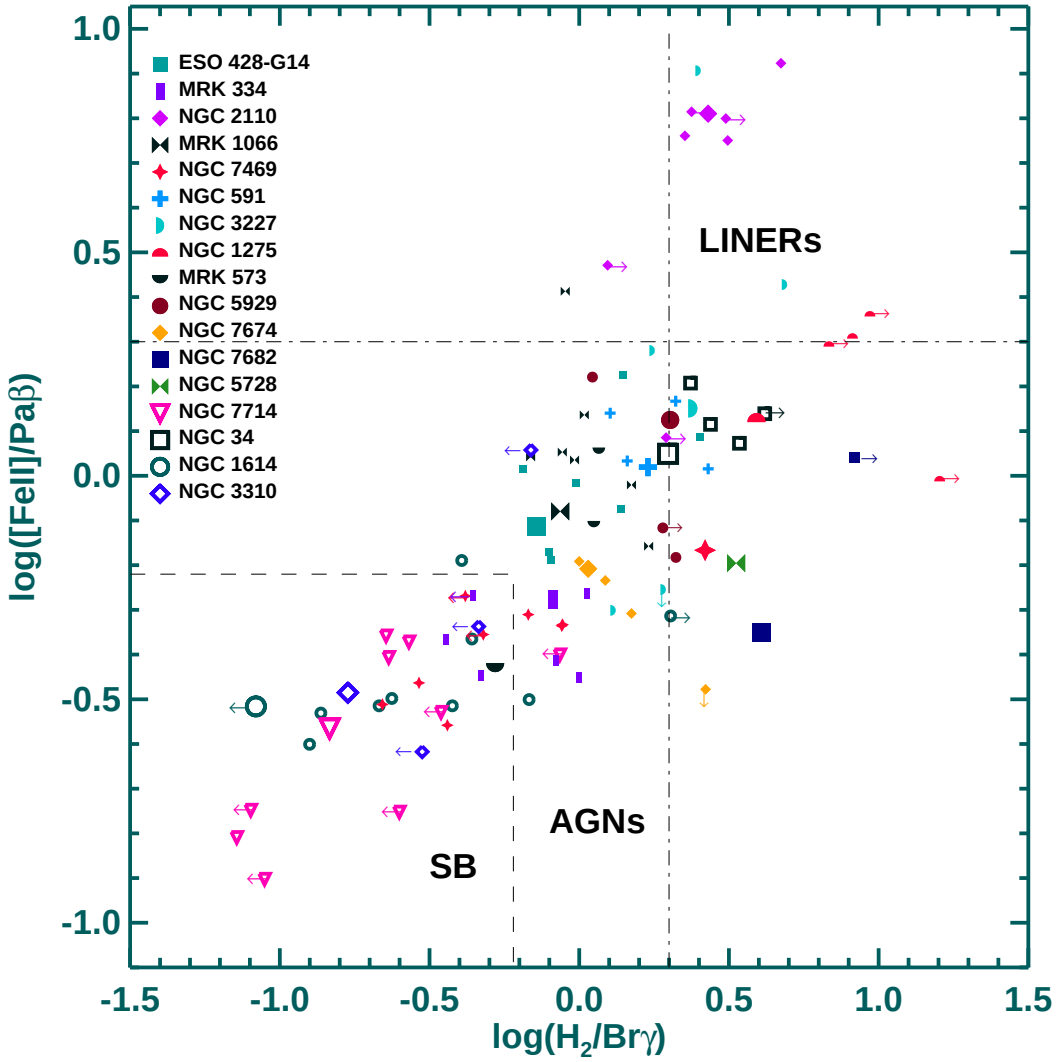


Figura 4.7: Razão do fluxo de [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ em função de $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$. Os símbolos preenchidos e abertos se referem aos AGNs e *Starburst*, respectivamente, e a identifição de cada galáxia é apresentada na legenda. Os símbolos maiores representam a região nuclear enquanto que os símbolos menores representam as extrações estendidas. A linha tracejada preta demarca a separação entre *Starburst*, AGNs e LINERs, de acordo com Rodríguez-Ardila et al. (2004).

avermelhamento, pois são sensíveis aos efeitos de extinção devido à separação em comprimento de onda das duas linhas envolvidas. Para estas razões, somente foram incluídas nos diagrama as extrações em que determinamos o avermelhamento a partir de linhas de hidrogênio presentes no espectro correspondente. Pode-se observar nos diagramas construídos que os objetos fotoionizados por estrelas apresentam menores valores de razão de linhas e são separados daqueles fotoionizados por uma

fonte mais energética, tal como a existente nos núcleos ativos. Os valores das razões [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ e HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta$ nas galáxias *Starbusts* é menor que 6 e 3, respectivamente, e concordam com os resultados encontrados por Winge et al. (2000) na galáxia HII NGC 5253, que possuem valores menores que 6 e 3 para essas mesmas razões. Por outro lado, os núcleos ativos apresentam valores entre 6 $<$ [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ $<$ 30 e 3 $<$ HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta$ $<$ 10. Modelos de fotoionização propostos por Ferguson et al. (1997) para a NLR predizem que [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ = 6.16. Na presença de poeira, esta razão é igual a 7.56.

Além disso, em todos os diagramas apresentados, o núcleo da galáxia NGC 7469 ficou separado da região estendida, que se distribui entre as galáxias *Starbursts*. A galáxia NGC 34 apenas ocupou a região característica de *Starbursts* no último diagrama HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta$ em função de [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$, indicando que trata-se de um objeto composto.

Dentre os diagramas apresentados, os que melhor separaram os objetos foram o da razão [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ em função $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$, seguido do diagrama envolvendo as razões [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ e HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta$. Este último diagrama merece ser comentado pois é a primeira vez que é proposto para estudos de AGNs. Tem várias vantagens em relação ao concorrente, [OIII]/H$\beta$ vs [NII]/H$\alpha$. A primeira é que pode ser aplicado em galáxia Seyfert 1, já que a linha de [SIII] 0.953$\mu$m não está afetada pela emissão de Fe II, como é o caso de [OIII] no óptico. Adicionalmente, Pa$\beta$ se encontra em um região bastante isolada. Portanto, nesse diagrama a separação dos objetos por nível de atividade do núcleo parece estar menos susceptível a ambiguidades.

Embora os diagramas apresentados sejam úteis para a classificação de galáxias, eles precisam ser comparados com modelos de fotoionização para confirmar sua eficiência. Uma primeira análise dos resultados nos permite afirmar que emissão de [FeII] 1.257$\mu$m e [SIII] 0.953$\mu$m é mais intensa nos núcleos ativos porque os raios X emitidos pela fonte central penetram profundamente o gás nuclear e criam uma região extensa parcialmente ionizada, onde elétrons livres têm o efeito de aumentar a intensidade destas linhas através de excitações colisionais. Já a linha de recombinação de HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta$ é mais intensa nos AGNs porque estes possuem um número maior de fótons com energia suficiente para ionizar o He neutro (potencial de ionização igual a 24.6 eV). Por último, a razão $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$ é maior nos núcleos ativos por causa da emissão adicional de $H_2$ excitada por choques ou por raios X do núcleo ativo (Moorwood & Oliva, 1994).

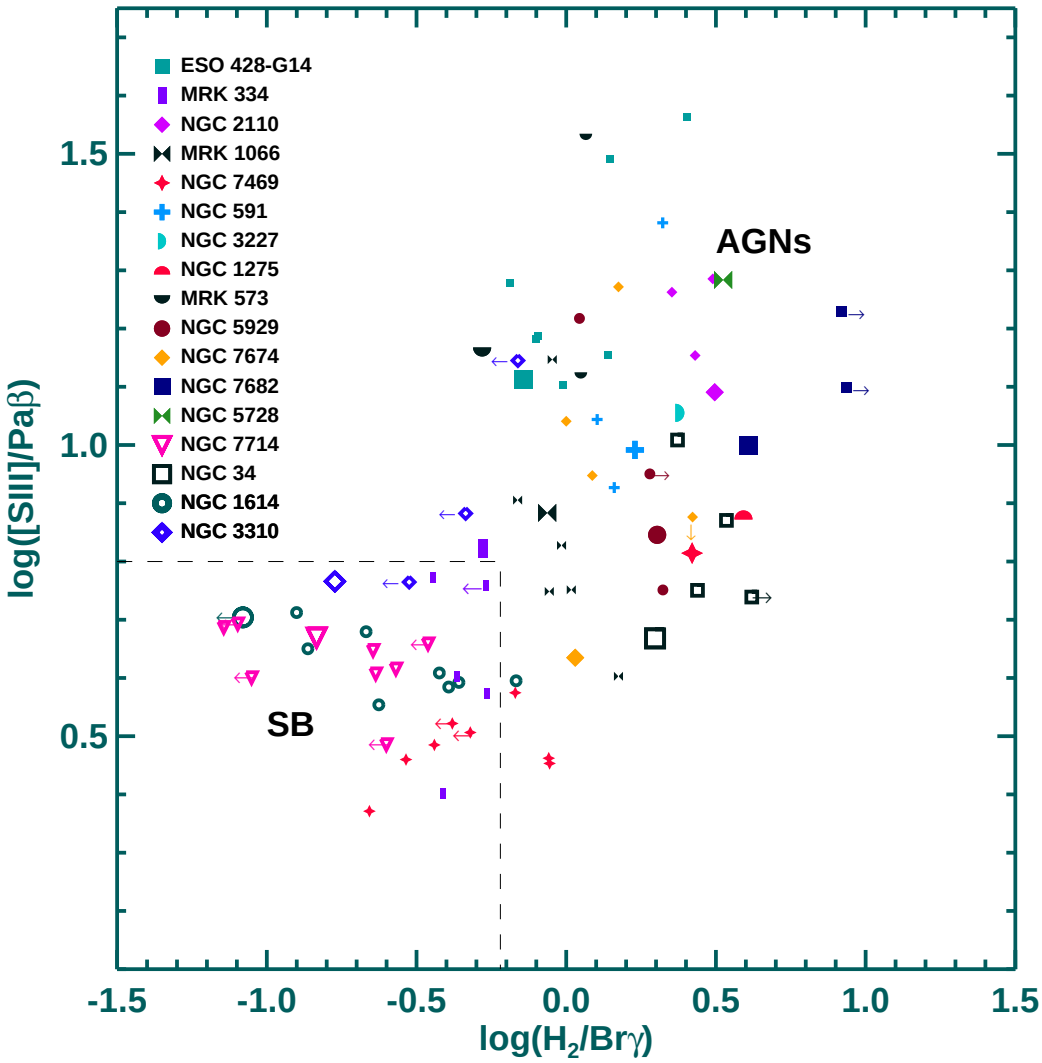


Figura 4.8: Razão do fluxo de [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ em função de $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$. Os símbolos preenchidos e abertos se referem aos AGNs e *Starburst*, respectivamente, e a identifição de cada galáxia é apresentada na legenda. Os símbolos maiores representam a região nuclear enquanto que os símbolos menores representam as extrações estendidas. A linha tracejada vermelha representa o limite entre SB e AGNs proposta neste trabalho.

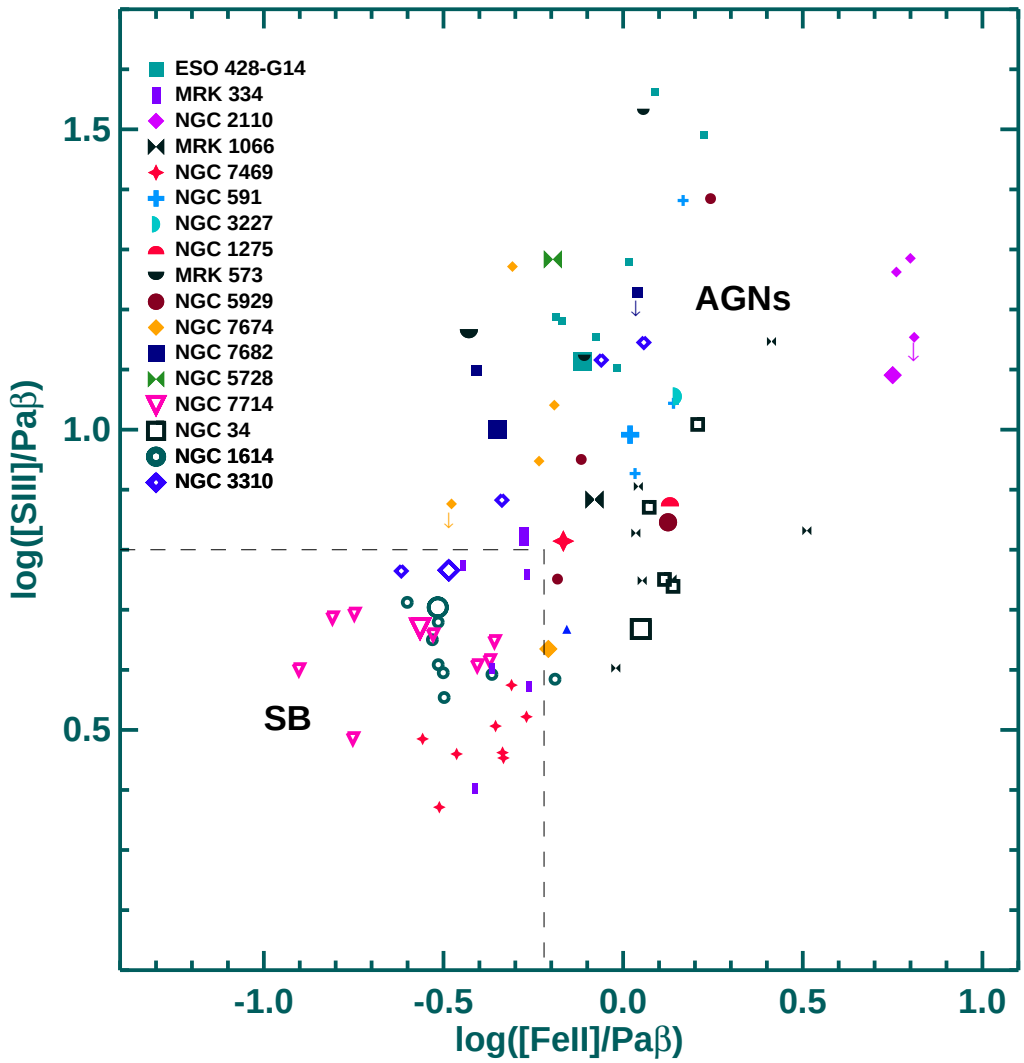


Figura 4.9: Idem à Figura 4.8, mas para a razão [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ em função de [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$.

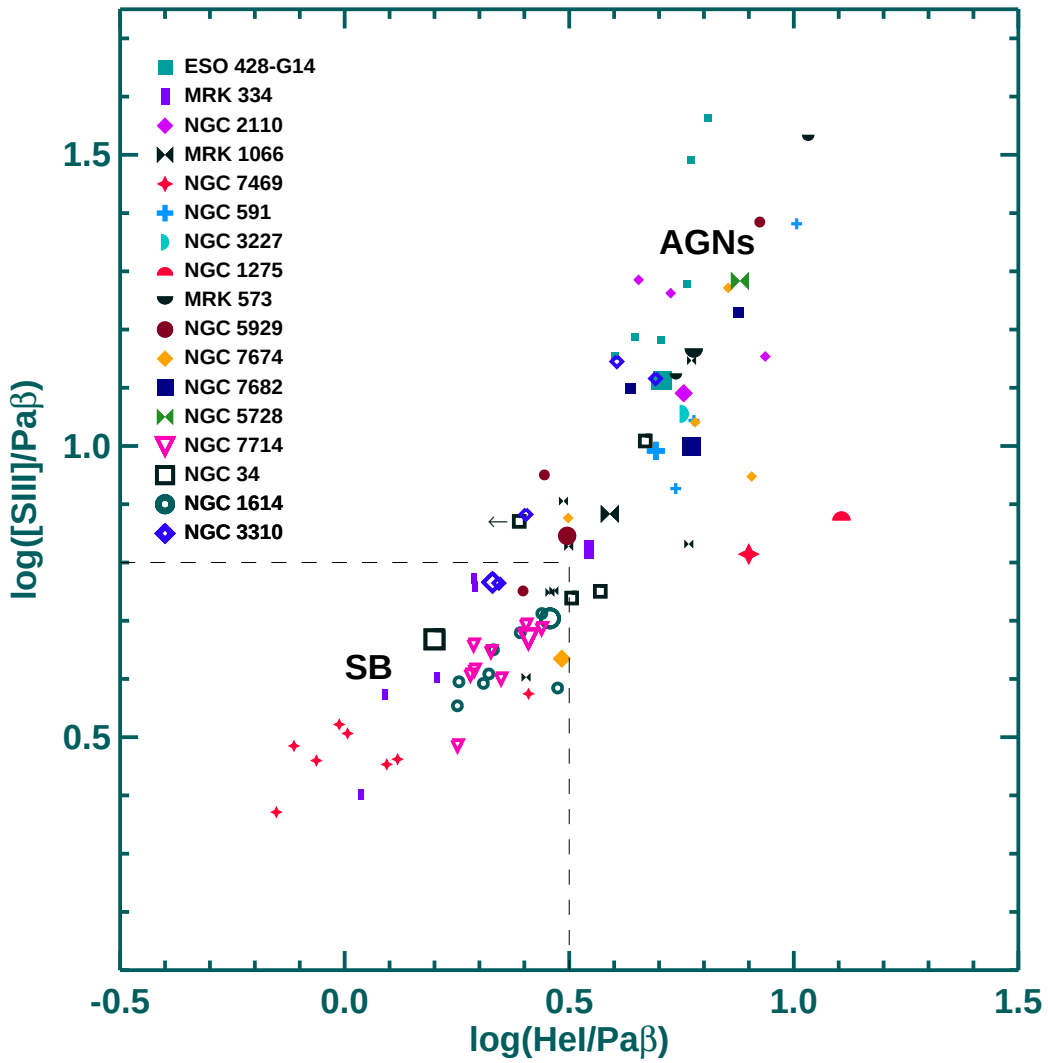


Figura 4.10: Idem à Figura 4.8, mas para a razão [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ em função de HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta$

# Capítulo 5

# Análise individual das galáxias

A seguir, serão analisadas algumas galáxias que apresentaram uma NLR bem estendida e nas quais foi possível pesquisar a cinemática do gás assim como analisar as variações de razões de linhas com a distância ao núcleo. Tais informações nos permitem investigar a estrutura de ionização do gás emissor e os principais mecanismos de excitação como também relacionar e complementar os dados do NIR com as observações reportadas em outras bandas do espectro eletromagnético. Ao longo deste capítulo, vamos admitir que a largura da linha a meia altura reflete o movimento coletivo das nuvens da NLR influenciadas pelo potencial gravitacional da galáxia e do buraco negro central, isto é, quanto maior a velocidade de rotação maior o FWHM e portanto, mais próximo ao núcleo o gás se encontra. Além disso, a largura da linha pode ser alterada pela interação do gás emissor no disco com *outflows* nucleares, que acelera e modifica a cinemática do gás.

## 5.1 NGC 2110

É uma galáxia Seyfert 2 que foi descoberta através da forte emissão em raios X (Bradt et al., 1978). Esta galáxia possui uma coluna de poeira no núcleo que é capaz de obscurecer a BLR, mas insuficiente para atenuar a emissão de 2-10 keV cuja luminosidade é comparável à de galáxias Seyfert 1. O espectro polarizado apresenta uma componente larga com estrutura de duplo pico na linha H$\alpha$, reforçando a hipótese de que a BLR está escondida pelo toróide (Moran et al., 2007).

Os espectros para NGC 2110 foram obtidos ao longo da posição PA = 20°, que está próximo ao eixo rádio (PA = 10°, Nagar et al. 1999) e afastado 40° do eixo do cone de ionização detectado na imagem [OIII] de banda estreita obtida com o HST. Esta imagem apresenta uma estrutura do tipo bi-cone com uma emissão mais

intensa em PA=340° e outra mais fraca a 160° (Mulchaey et al., 1994). A fonte de rádio possui uma morfologia simétrica na forma de S e comparações com imagens ópticas mostram que o eixo rádio não está alinhado com o eixo do cone. Como pode ser observado na Figura 4.3, [SIII] 0.953$\mu$m e HeI 1.083$\mu$m foram as linhas mais intensas, porém se estenderam menos do que [FeII] 1.257$\mu$m e $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m. Hidrogênio molecular foi detectado até 280 pc na direção NE - SW enquanto que a emissão de [FeII] 1.257$\mu$m é assimétrica, se estendendo a 280 pc NE e 240 pc SW.

Para estudar o campo de velocidade nos 300 pc mais internos da galáxia NGC 2110, foi construído um gráfico da variação do FWHM ao longo da distância ao núcleo (Figura 5.1 a). Nota-se que as velocidades de HeI 1.083$\mu$m, [FeII] 1.257$\mu$m e [SIII] 0.953$\mu$m são significamente maiores, principalmente na direção NE. Uma vez que esta galáxia apresenta emissão rádio estendida e espacialmente coincidente com a fenda de observação (Figura 5.2 b), o alargamento observado nessas linhas pode ser produzido pela interação entre o jato rádio e o gás que dá origem a essas linhas. Outra evidência de que o gás está sendo pertubado pelo jato é o perfil de duplo pico na componente estreita da linha de HeI 1.083$\mu$m, indicando que parcelas do gás emissor estão se movendo em direções opostas (Figura 5.1 c). Na Figura 5.1c, nota-se ainda, a presença de uma componente larga (FWHM $\approx$ 5000 km/s no núcleo) na linha HeI 1.083$\mu$m associada à BLR obscurecida pelo toróide de poeira. Este resultado confirma a presença de componentes largas, associadas à BLR, nas linhas permitidas em NGC 2110, detectadas previamente através de polarimetria no óptico. Isso significa que o ângulo na linha de visada entre o observador e o eixo do toróide em este objeto é tal que temos acesso à BLR com observações no NIR, onde a extinção é significativamente menor.

A Figura 5.1 b apresenta a curva de rotação derivada das linhas de [SIII] 0.953$\mu$m, HeI 1.083$\mu$m, [FeII] 1.257$\mu$m, Pa$\beta$ e $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m. O padrão de rotação é consistente com movimento circular no plano do disco da galáxia para as linhas Pa$\beta$, $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m e em menor grau para [SIII] 0.953$\mu$, ao passo que as linhas [FeII] 1.257$\mu$m e HeI 1.083$\mu$m se desviam completamente desse comportamento. Verificamos também que o centro cinemático da linha de [FeII] 1.257$\mu$m não coincide com o máximo da emissão infravermelha, sendo que o primeiro encontra-se deslocado 0.7" (100 pc) na direção NE em relação ao segundo. Resultado similar foi encontrado na região óptica por Wilson & Baldwin (1985), que reportaram um deslocamento de 1.7"ao S do núcleo óptico e por Storchi-Bergmann et al. (1999) no infravermelho, 0.6"ao S do núcleo infravermelho.

Para a galáxia NGC 2110, a razão do fluxo entre [FeII] 1.257$\mu$m e Pa$\beta$ no núcleo

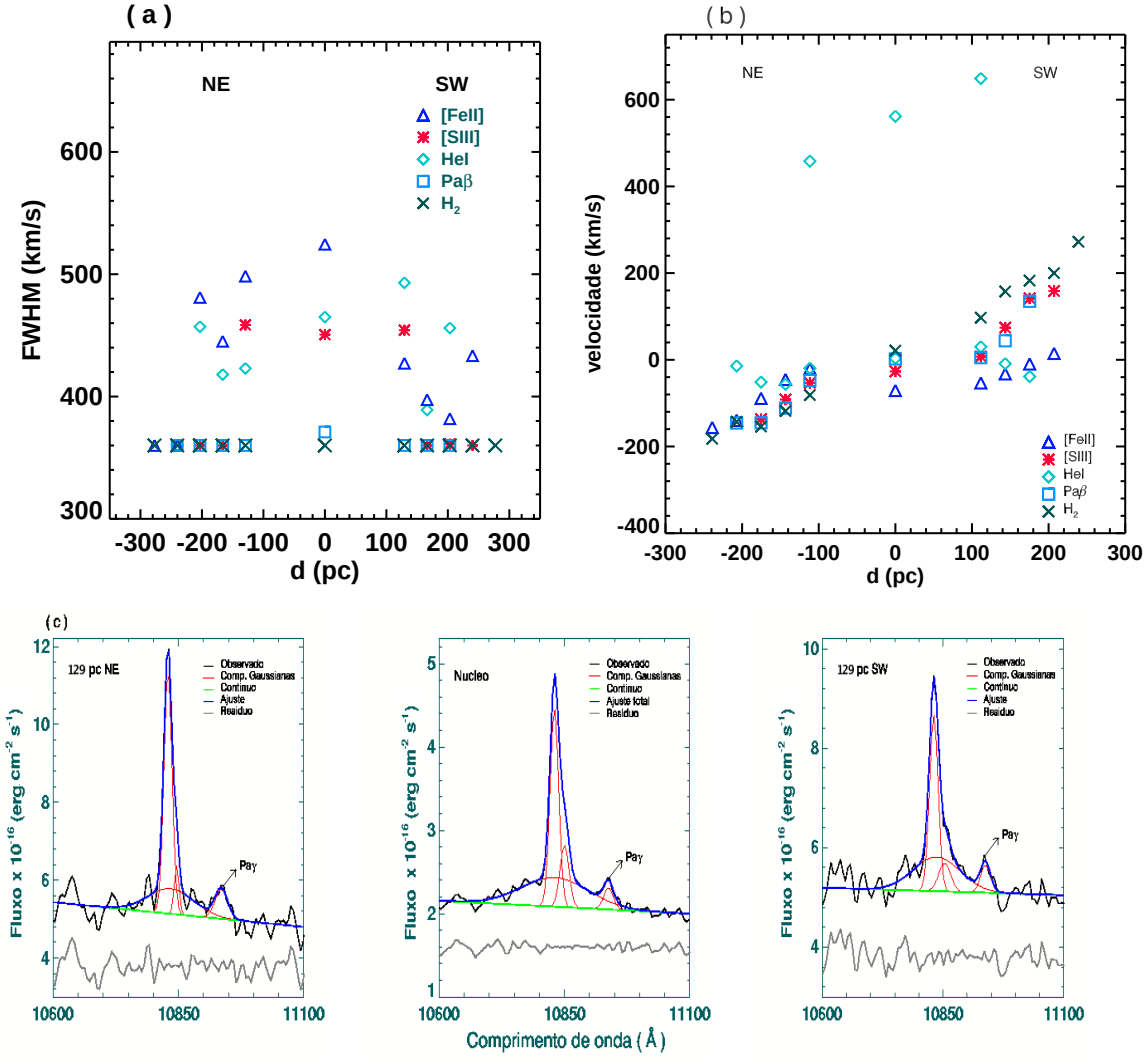


Figura 5.1: (a) FWHM das linhas em função da distância ao núcleo para a galáxia NGC 2110. Os símbolos que identificam cada linha em emissão estão indicados no canto superior direito da Figura 5.1 a. As medidas foram corrigidas pela resolução instrumental (11 Å para [SIII] 0.953$\mu$m e HeI 1.083$\mu$m, 14 Å para [FeII] 1.257$\mu$m e Pa$\beta$, 22 Å para $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m e Br$\gamma$). (b) Curva de rotação derivada a partir dos picos das linhas de [SIII] 0.953$\mu$m, HeI 1.083$\mu$m, [FeII] 1.257$\mu$m, Pa$\beta$ e $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m. As componentes estreitas ajustadas ao perfil da linha de HeI 1.083$\mu$m, também são incluídas (losangos na parte superior do gráfico). (c) Ajuste de gaussianas ao perfil da linha de HeI 1.083$\mu$m na galáxia NGC 2110 na região nuclear e a 110 pc NE - SW.

é de $\approx 6$, permanecendo praticamente constante na direção SW e aumenta significamente na direção NE, atingindo o valor máximo de $\approx 8$ a 160 pc do núcleo, conforme mostrado na Figura 5.2 a. É o valor mais alto encontrado para as galáxias da nossa amostra e concorda com trabalhos publicados anteriormente (Storchi-Bergmann et al., 1999; Knop et al., 2001). Os altos valores da razão [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ sugerem

que a contribuição de *Starburst* na produção de [FeII] 1.257$\mu$m não é significativa na região nuclear e estendida. Por outro lado, a presença de uma fonte rádio próxima à fenda de observação (Figura 5.2 b) aliada aos altos valores de FWHM (Figura 5.1 a) favorecem a ionização de [FeII] por choques introduzidos pelo jato rádio. Esta hipótese é apoiada pela presença de duplo pico na linha de HeI 1.083$\mu$m.

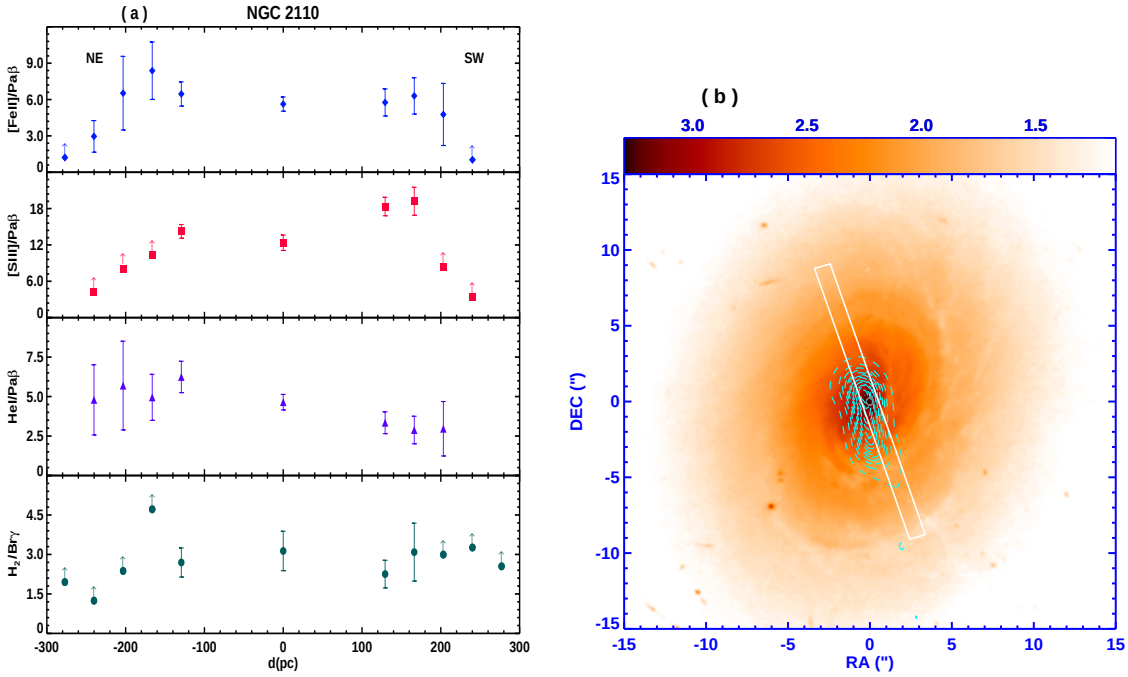


Figura 5.2: (a) Razões de fluxos de linhas em função da distância ao núcleo para fenda orientada a PA = 20°. (b) Imagem rádio 20 cm (Ulvestad & Wilson, 1989) sobreposta a imagem óptica HST F606W (Malkan et al., 1998). A posição da fenda de observação também é ilustrada. O norte é para cima e o leste é para esquerda.

A razão [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$, corrigida por avermelhamento, tem o valor de 12 no núcleo e aumenta na direção SW, onde atinge o valor máximo de 18 à 160 pc. Para distâncias maiores que 160 pc, os valores apresentados são apenas limites inferiores desta razão, pois não foram corrigidos por avermelhamento pela impossibilidade de detectar Br$\gamma$. Já a razão HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta$ vale $\approx$ 5 no núcleo e na direção NE enquanto que, na direção SW, diminui para $\approx$ 2.5.

Como pode ser observado na Figura 5.2a, a razão $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$ assumiu o valor médio de $\approx$ 3, sugerindo que esta linha seja produzida através de excitação por choques ou por raios X. Entretanto, a linha de $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m não é resolvida espectralmente no núcleo e nas regiões estendidas, indicando que o gás que dá origem a emissão de $H_2$ não é fortemente afetado pelo potencial gravitacional do buraco negro central. Esse resultado aliado ao fato da curva de rotação do

$H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m ser compatível aquela típica de um disco sugere que a maior parte do hidrogênio molecular reside no plano da galáxia. Além disso, os baixos valores do FWHM indicam que a contribuição de choques não deve ser significativa na excitação colisional de $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m e, provavelmente, a emissão desta linha é dominada por raios X emitidos pelo núcleo ativo. Veilleux et al. (1997) mostraram que NGC 2110 possuiu emissão de raios X suficiente para produzir a excitação desta linha.

## 5.2 MRK 1066

É uma galáxia Seyfert 2 com uma grande camada de poeira dominando sua morfologia (ver Figura 2.9). Bower et al. (1995) encontraram que a emissão de [OIII] apresenta morfologia do tipo bi-cone orientado a 135°, cuja extensão na direção NW é até $\approx$ 1.4"enquanto que o outro lado do cone está obscurecido pelo disco da galáxia, podendo ser detectado somente nas imagens de H$\alpha$ e [NII]. O jato rádio está alinhado com o ângulo de orientação do eixo do cone detectado nas imagens ópticas (Nagar et al., 1999).

Os espectros desta galáxia foram obtidos com a fenda orientada a PA = 146°, próxima do eixo rádio e do cone de ionização. Pode-se observar que a emissão de [SIII] 0.953$\mu$m, HeI 1.083$\mu$m, [FeII] 1.257$\mu$m e Pa$\beta$ é simétrica na direção do cone, estendendo-se até aproximadamente 460 pc SE - NW enquanto que $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m e Br$\gamma$ se estendem a 460 pc e 380 pc na direção NW e SE, respectivamente (Tabela 4.4). Knop et al. (2001) observaram esta galáxia com a fenda orientada a PA = 135° e relataram que as linhas [FeII] 1.257$\mu$m e Pa$\beta$ se estenderam até 930 SE e 690 NW enquanto que $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m e Br$\gamma$ se estenderam em ambas direções até 690 pc. Estes autores detectam emissão de linhas infravermelhas a uma distância maior do que a encontrada neste trabalho. Essas diferenças podem ser explicadas facilmente se consideramos que as observações de Knop et al. (2001) foram realizadas com o telescópio Hale localizado no Observatório Palomar, que possui um diâmetro maior que o telescópio IRTF (5m e 3m, respectivamente). Além disso, o tempo de integração utilizado por eles foi maior do que nosso (2400 s contra 1920 s).

Espectroscopia na região visível (Bower et al., 1995) e infravermelha (Knop et al., 2001) indicam que existem duas componentes cinemáticas presentes na NLR da galáxia MRK 1066. A Figura 5.3 apresenta a configuração deste sistema tal como sugerido por Knop et al. (2001). Uma componente está associada ao gás no disco da galáxia que dá origem a emissão de baixa excitação e ao padrão de rotação

detectado em linhas ópticas (H$\alpha$, [NII]) e infravermelhas ($H_2$, [FeII], Pa$\beta$ e Br$\gamma$). A outra componente é de alta excitação e está associada a um *outflow* bicônico, dando origem à emissão de [OIII] e à presença de asas em linhas infravermelhas.

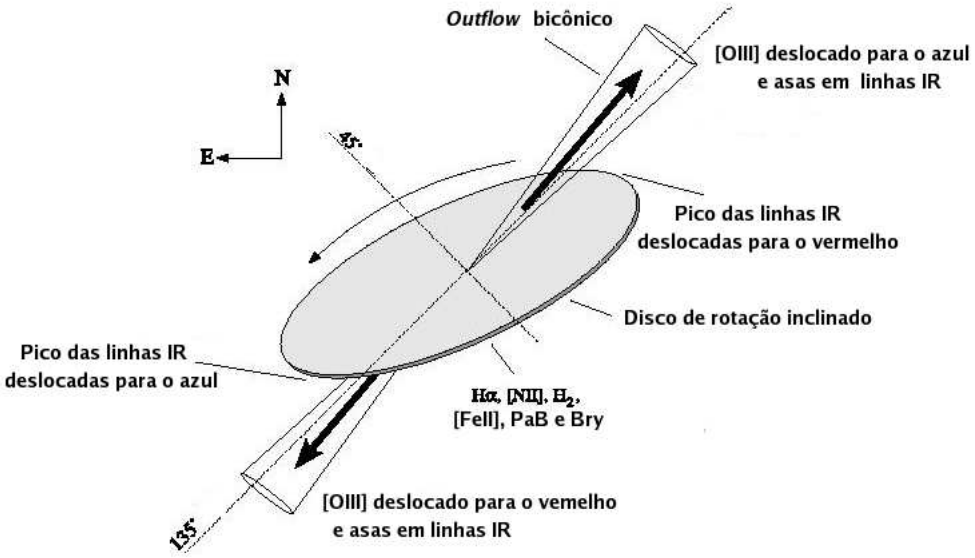


Figura 5.3: Ilustração da região nuclear da galáxia MRK 1066, do ponto de vista do observador. Figura retirada de Knop et al. (2001).

A curva de rotação obtida para MRK 1066 é apresentada na Figura 5.4 b. Nota-se que as linhas Pa$\beta$, $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m e [FeII] 1.257$\mu$m seguem um padrão de rotação típico de movimento circular, indicando que a maior parte da emissão observada está associada ao disco da Figura 5.3. Já as linhas [SIII] 0.953$\mu$m, HeI 1.083$\mu$m e provavelmente o [FeII] 1.257$\mu$m se desviam deste comportamento na direção sudeste, possivelmente pelo efeito do gás que se movimenta na direção sudeste. Além disso, observamos que [SIII] 0.953$\mu$m e HeI 1.083$\mu$m estão pertubados pelo jato rádio, semelhante ao gás que dá origem a emissão de [OIII] no visível. Os maiores valores de FWHM das linhas [SIII] 0.953$\mu$m e HeI 1.083$\mu$m em relação as linhas Pa$\beta$ e $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m (Figura 5.4 a) corroboram esta hipótese.

A razão [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ nos 500 pc mais internos da galáxia MRK 1066 permanece próxima do valor 1 na direção NW enquanto que na direção oposta, esta razão aumenta consideravelmente, atingindo o valor de $\approx$ 3 à de 460 pc, reforçando a hipótese de que o gás na direção SE está perturbado pelo jato rádio. Similar comportamento é observado na distribuição da razão [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ e HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta$: os valores aumentam de 8 e 3, respectivamente, no núcleo a 14 e 5, respectivamente, na direção SE. A razão $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$ permanece

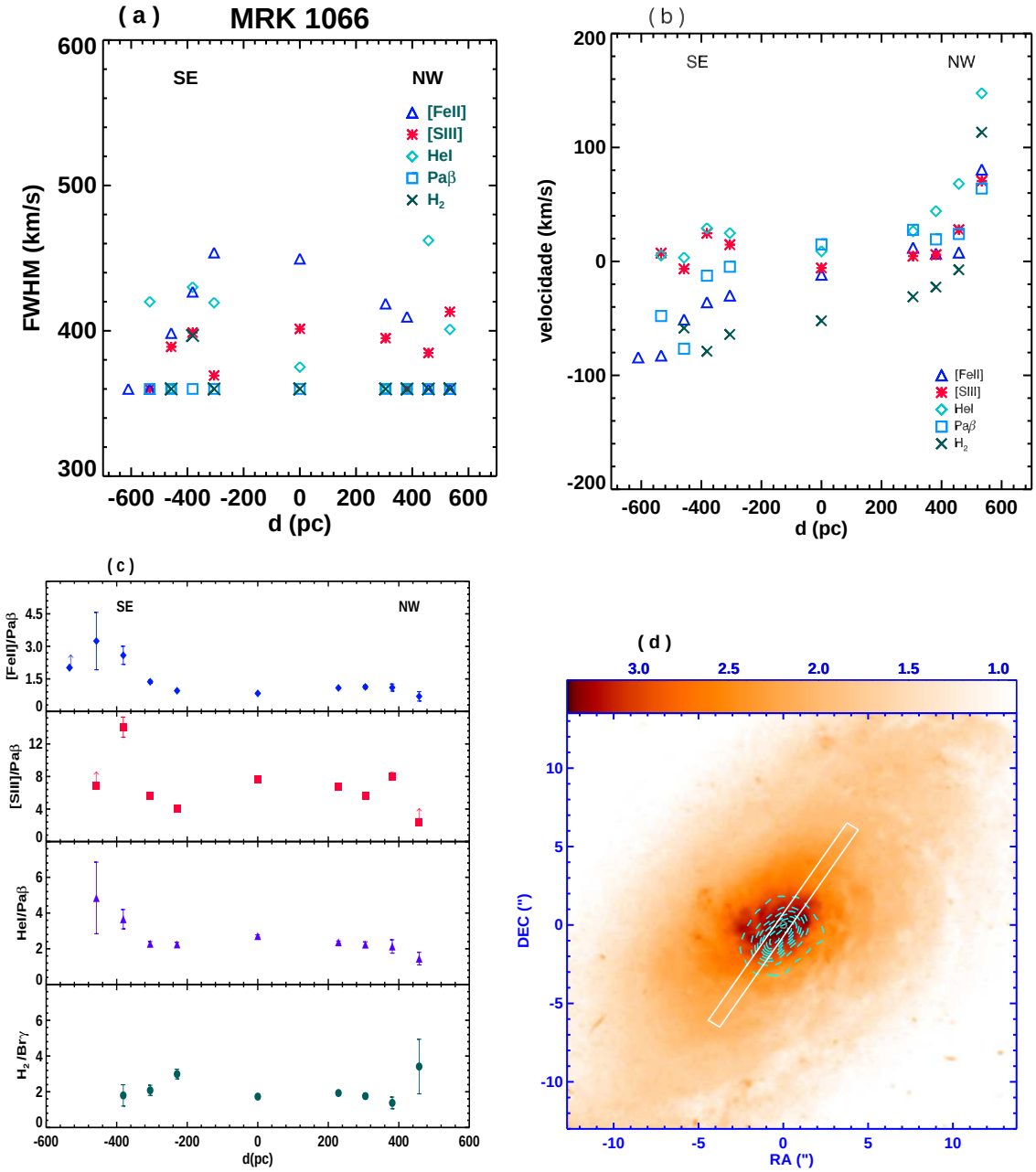


Figura 5.4: (a) FWHM das linhas em emissão em função da distância ao núcleo (origem do sistema de coordenadas). Os símbolos que identificam cada linha em emissão estão indicados no canto superior direito da Figura 3.8 a. Todas as linhas foram corrigidas pela resolução instrumental. (b) Curva de rotação para a galáxia MRK 1066 derivada a partir do comprimento de ondas das linhas [SIII] 0.953$\mu$m, HeI 1.083$\mu$m, [FeII] 1.257$\mu$m, Pa$\beta$ e $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m. (c) Razões de fluxos de linhas em função da distância ao núcleo para fenda orientada a PA = 146°. (d) Imagem rádio 20 cm (Ulvestad & Wilson, 1989) sobreposta a imagem óptica HST F606W (Malkan et al., 1998). A posição da fenda de observação também é ilustrada. O norte é para cima e o leste para a esquerda.

praticamente constante e igual a 1, valor típico de excitação por raios X.

## 5.3 NGC 7469

É uma galáxia Seyfert 1 muito bem estudada, que possui um anel circumnuclear de atividade *Starburst* detectado em vários comprimentos de onda (rádio: Condon et al. (1991); óptico: Maunder et al. (1994); infravermélho médio: Soifer et al. (2003); NIR: Scoville et al. (2000)). Forma, junto com sua galáxia companheira IC 5283, um par isolado de galáxias espirais. Outra característica interessante é que a morfologia da emissão rádio difere completamente da maiora das galáxias Seyferts: a estrutura rádio consiste de uma componente nuclear compacta (<0.3"em PA = 62°) mais um halo difuso, não térmico, de diâmetro igual a $\approx$ 10" (Ulvestad et al., 1981).

Os espectros, para esta galáxia, foram obtidos com a fenda orientada a PA = 303°. As linhas [SIII] 0.953$\mu$m, HeI 1.083$\mu$m, [FeII] 1.257$\mu$m, Pa$\beta$ e Br$\gamma$ apresentaram emissão estendida até 600 pc do núcleo na direção NW - SE enquanto que $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m foi detectado até 510 pc do núcleo na mesma direção.

A curva de rotação da galáxia NGC 7469 é apresentada na Figura 5.5 b, onde é possível verificar que, de modo geral, o movimento do gás é consistente com o movimento circular no plano do disco da galáxia.

A razão [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ assume o valor de 0.68 $\pm$ 0.09 no núcleo e diminui para $\approx$ 0.4 $\pm$ 0.1 nas regiões estendidas, evidenciando que nos $\sim$ 200 pc mais internos, o gás é fotoinizado por uma fonte do tipo AGN e nas regiões mais externas, fotoionizado pela emissão de estrelas quentes existentes no anel de formação estelar. Tal resultado é verificado nas outras razões: no núcleo [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$, HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta$ e $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$ valem 7, 7.5 e 5, respectivamente, diminuindo para 3, 0.5 e 1 fora do núcleo, respectivamente. Wilson et al. (1986) encontraram resultados semelhantes na região visível para esta galáxia: o núcleo apresenta [OIII] $\lambda$5007/H$\beta$ > 1, [NII] $\lambda$6584/H$\alpha$ $\sim$ 1) indicando fotoionização pela fonte central e diminui nas regiões externas, evidenciando a contribuição do *Starburst* ao espectro de emissão.

Outra fato que comprova a contribuição do anel *Starburst* para a emissão das linhas fora do núcleo é o comportamento do FWHM das linhas: somente no núcleo as linhas [SIII] 0.953$\mu$m e HeI 1.083$\mu$m são resolvidas. Fora do núcleo, todas as linhas são não resolvidas, diferindo completamente do comportamento apresentado pelas outras galáxias já estudadas (NGC 2110, MRK 1066, por exemplo).

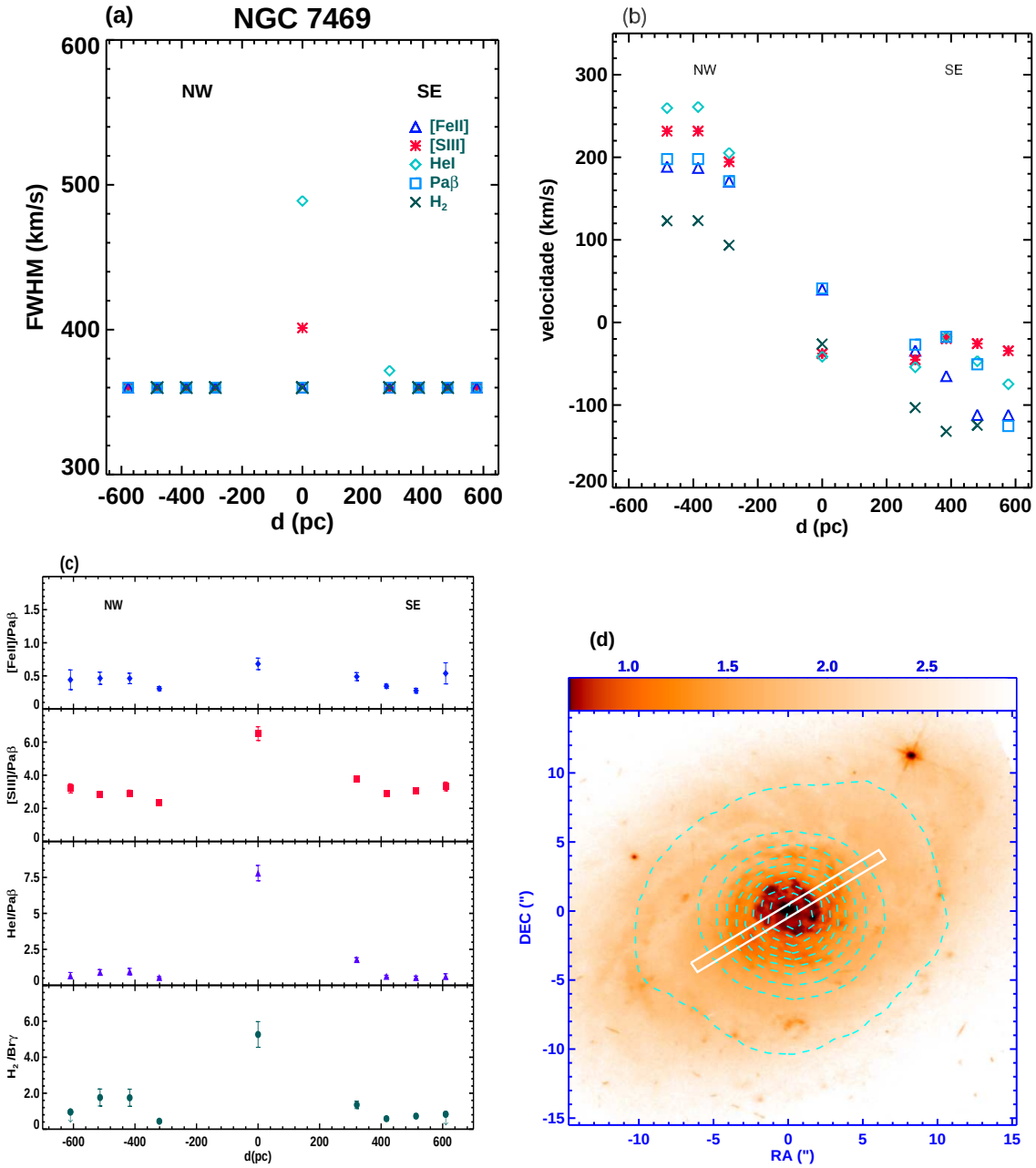


Figura 5.5: (a) FWHM das linhas em emissão em função da distância ao núcleo (origem do sistema de coordenadas). Os símbolos que identificam cada linha em emissão estão indicados no canto superior direito da Figura 5.5a. Todas as linhas foram corrigidas pela resolução instrumental. (b) Curva de rotação para a galáxia NGC 7469 derivada a partir do comprimento de ondas das linhas [SIII] 0.953$\mu$m, HeI 1.083$\mu$m, [FeII] 1.257$\mu$m, Pa$\beta$ e $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m. (c) Razões do fluxo em função da distância ao núcleo para fenda orientada a PA = 303°. (d) Imagem rádio 20 cm (Condon et al., 1990) sobreposta a imagem óptica HST F606W (Malkan et al., 1998). A posição da fenda de observação também é ilustrada. O norte é para cima e o leste para a esquerda.

## 5.4 NGC 4151

NGC 4151 é uma galáxia próxima que hospeda um dos AGN mais bem estudados no céu. A NLR é resolvida em imagens de banda estreita de [OIII] $\lambda$5007 obtidas com o HST, com nuvens emitindo linhas em escala menor que 1" distribuídas ao longo de uma estrutura bicônica orientada a PA=60°/240°, com abertura de 75° e extensão de 5" (Evans et al., 1993). A Figura 5.6 ilustra a orientação do cone de ionização e do toróide de poeira do ponto de vista do observador. A geometria desta figura foi proposta com base no Modelo Unificado e em observações da emissão de [OIII] $\lambda$5007. A emissão rádio está orientada a 77° e apresenta 5 fontes compactas de emissão imersas em um jato de 4" de extensão (Kukula et al., 1995).

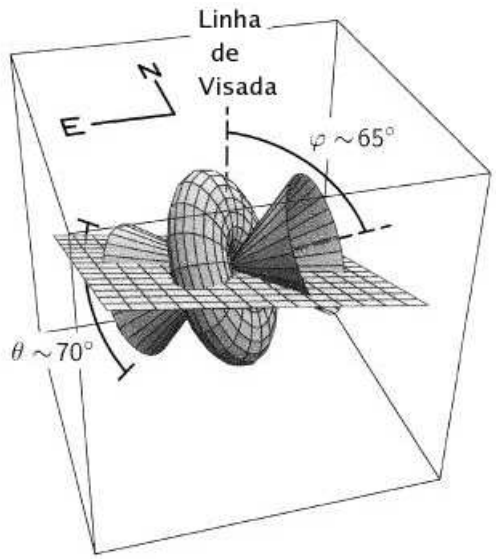


Figura 5.6: Orientação do cone de ionização e torus molecular na galáxia NGC 4151 compatível com dados observacionais. O plano que intercepta a estrutura representa a direção da linha de visada do observador. Figura retirada de Evans et al. (1993).

Para esta galáxia, a fenda de observação foi orientada a PA=130°, isto é, quase perpendicular ao eixo do cone de ionização. Por essa razão a emissão da NLR é pouco estendida, sendo que a linha que mais estendeu no NIR foi [SIII] 0.953$\mu$m, detectada até 120 pc. Knop et al. (1996) observaram esta galáxia com a fenda orientada ao longo do eixo do cone de ionização e detectaram [FeII] 1.257$\mu$m e Pa$\beta$ até 170 pc. No nosso caso, estas linhas se estenderam até aproximadamente 130 pc e mostram que a emissão da NLR é anisotrópica devida ao toróide de poeira que envolve a fonte central.

Apesar da fenda estar orientada na direção perpendicular ao eixo do cone, é importante destacar que a cinemática do gás da NLR é bastante caótica e se desvia

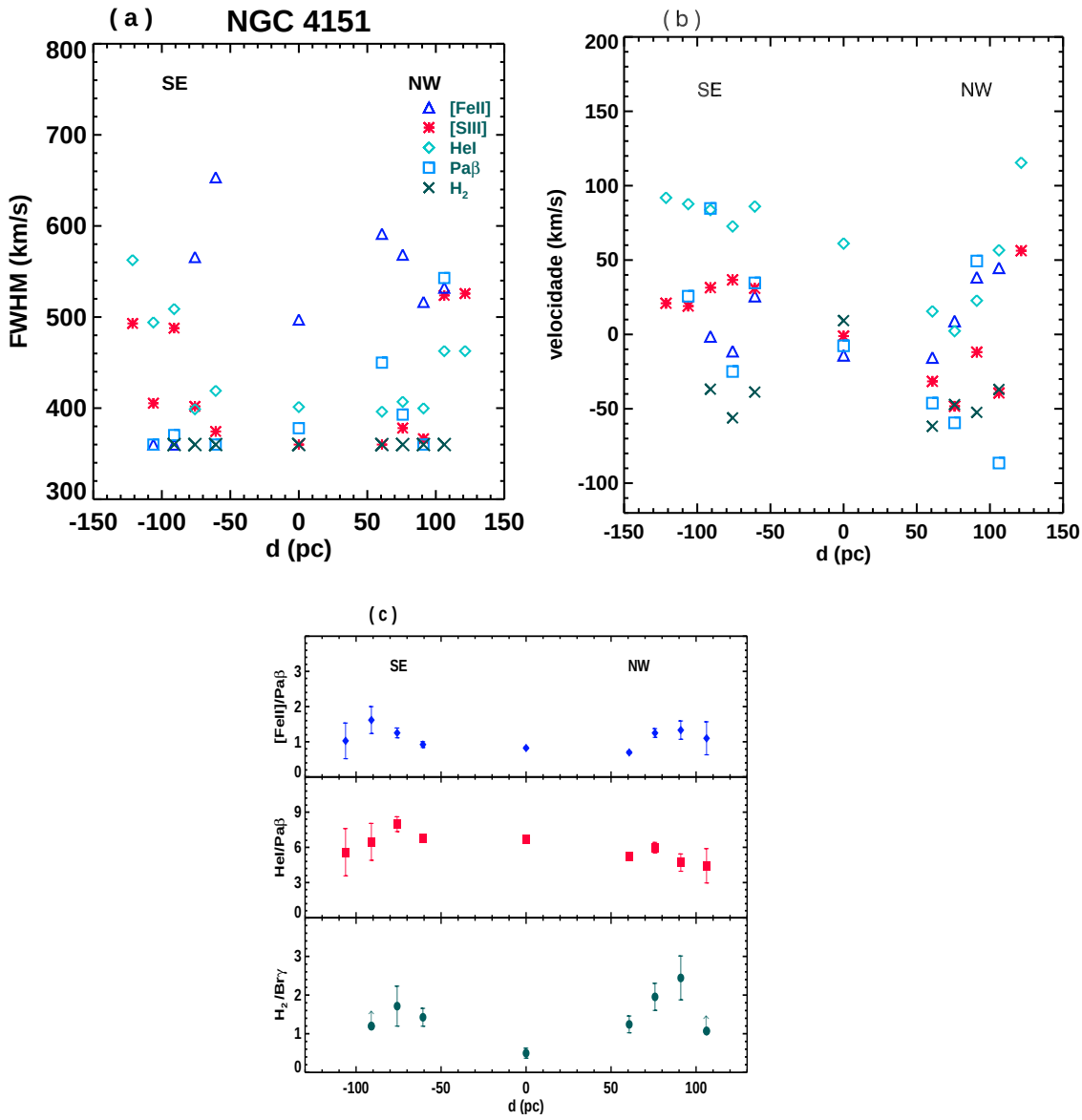


Figura 5.7: (a) FWHM das linhas em função da distância ao núcleo para a galáxia NGC 4151. As medidas foram corrigidas pela resolução espectral (11 Å para [SIII] 0.953$\mu$m e HeI 1.083$\mu$m, 14 Å para [FeII] 1.257$\mu$m e Pa$\beta$, 22 Å para $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m e Br$\gamma$). (b) Curva de rotação derivada a partir dos picos das linhas [SIII] 0.953$\mu$m, HeI 1.083$\mu$m, [FeII] 1.257$\mu$m, Pa$\beta$ e $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m. (c) Razões de fluxos de linhas em função da distância ao núcleo para fenda orientada a PA = 130°.

fortemente de movimentos circulares em todas as linhas apresentadas (Figura 5.7 b), em acordo com resultados derivados a partir de linhas na região visível por Winge et al. (1999) para o ângulo de observação igual a 138°. A presença de turbulência no campo de velocidade mais interno de NGC 4151 é atribuído por Winge et al. (1999) a distúrbios introduzidos pelo jato rádio no ambiente do gás. Na Figura 5.7a

apresentamos a distribuição do FWHM das linhas em função da distância ao núcleo. Pode-se observar que para as linhas [SIII] 0.953$\mu$m, HeI 1.083$\mu$m e [FeII] 1.257$\mu$m este valor é maior nas regiões estendidas do que no núcleo, sugerindo a presença de perturbações no gás que dão origem ao alargamento dessas linhas.

Por outro lado, a razão [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ é típica de AGNs e permanece praticamente constante e igual a $1 \pm 0.5$ ao longo da fenda de observação. Isso indica que existe um mecanismo que provoca o alargamento das linhas e pertuba a cinemática do gás sem aumentar a excitação. Esse resultado pode ser possivelmente explicado pela expansão lateral do gás emissor na direção oposta ao eixo do cone de ionização, conforme sugerido por Das et al. (2006). Provavelmente o jato rádio produz um "vento" na direção perpendicular a emissão, acelerando o gás emissor para longe do núcleo sem contribuir para excitação do gás.

Já a razão [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ corrigida por avermelhamento assume o valor de 4.8 no núcleo enquanto que HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta$ apresenta o valor médio de 6 no núcleo e na direção SE enquanto que na direção NW, este valor diminui para 5. Nota-se ainda que o gás molecular se incrementa em ambos os lados do núcleo e apresenta valores típicos de AGNs.

## 5.5 ESO428-G014

Mapas VLA de alta resolução mostram que esta galáxia possui um jato rádio assimétrico orientado a PA = 129°, que se estende 3 vezes mais na direção SE do que na direção NW, onde é mais intenso e detectado somente até a 0.75"(Ulvestad & Wilson, 1989). Imagens obtidas com HST (Falcke et al., 1996) revelam que o gás ionizado na galáxia ESO428-G014 é estendido na direção do jato rádio e apresenta uma morfologia peculiar na direção NW, que se parece com um oito (ver Figura 5.8 d).

Para esta galáxia, os espetros foram obtidos com a fenda orientada a PA = 345°, que está 35° afastado do eixo do cone e do jato rádio. Pode-se observar que a emissão de todas as linhas é assimétrica e se estende $\approx$ 30 pc a mais na direção SE (Tabela 4.4), que é a direção onde o gás mais se estende na região visível.

A cinemática do gás da NLR na galáxia ESO428-G014 é bastante complexa e extremamente caótica. A Figura 5.8 b apresenta a curva de rotação para a galáxia ESO428-G014. Pode-se observar que todas as linhas se desviam completamente de movimentos circulares no plano da galáxia, em acordo com a distribuição irregular do gás na galáxia. Além disso, nota-se o centro cinemático das linhas HeI 1.083$\mu$m e

[FeII] 1.257$\mu$m estão deslocadas 40 km/s para o vermelho e o azul no núcleo, respectivamente. Outro resultado interessante é que a distribuição do FWHM ao longo da fenda é diferente das outras galáxias analisadas: as linhas não são resolvidas espectroscopicamente (FWHM$\leq$ 360 km/s) na direção SE enquanto que na direção NW as linhas HeI 1.083$\mu$m e [SIII] 0.953$\mu$m apresentam um alargamento considerável. Conforme mencionado por Falcke et al. (1996), a forma de oito apresentada pelo gás na direção NW é produzida pela interação do jato rádio com o meio interestelar, que é mais intenso nesta direção do que na direção SE. Uma vez que a nossa fenda está deslocada 35° do eixo da emissão rádio (Figura 5.8 d), o alargamento verificado nas linhas pode ser devido à propagação da onda de choque na direção perpendicular à emissão do jato rádio.

A distribuição da razão [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ nos 240 pc mais internos da galáxia ESO 428-G014 é quase simétrica e aumenta suavemente de 1 no núcleo a 1.8 na direção NW & SE, com valores típicos de fotoionização pela fonte central. Por outro lado, a razão [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ apresenta valores próximos de 12, exceto à 160 pc NW e à 200 pc SE, onde esta razão atinge o valor máximo de $\approx$ 30 e 36, respectivamente. São os valores mais altos encontrados nos 30 AGNs estudados e indicam um aumento local da excitação que pode estar associado à formação estelar, uma vez que ocorre um aumento no avermelhamento neste ponto (ver Tabela 3.1) e os espectros referentes às extrações 160 pc NW e 200 pc apresentam intensas bandas de absorção de CO. A razão HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta$ nos 200 pc mais internos de ESO 428-G014 é aproximadamente constante e apresenta o valor médio de 4.

A razão $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$ é aproximadamente simétrica em relação ao núcleo, onde apresenta o mínimo valor de 0.8 e aumenta suavemente até atingir o valor de 2 a $\approx$ 200 pc. Os valores apresentados sugerem que a emissão de $H_2$ é devido raios X emitidos pela fonte central.

Um estudo detalhado desta galáxia é apresentado por Riffel et al. (2006b), que apresentam mapas bidimensionais da região circumnuclear (300 pc mais internos) obtidos através de observações IFU (do inglês, *Integral Fields Units*). Eles relatam que a emissão de [FeII] 1.257$\mu$m está concentrada ao longo do jato enquanto que $H_2$ apresenta emissão adicional para além do jato rádio. Além disso, eles encontram que a contribuição por choques é maior para a excitação de [FeII] 1.257$\mu$m do que para o $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m e nas regiões fora do jato, os raios X seriam o principal mecanismo na produção destas linhas. As distribuições das razões [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ e $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$ apresentados no nosso trabalho estão em total acordo com os resultados apresentados por Riffel et al. (2006b).

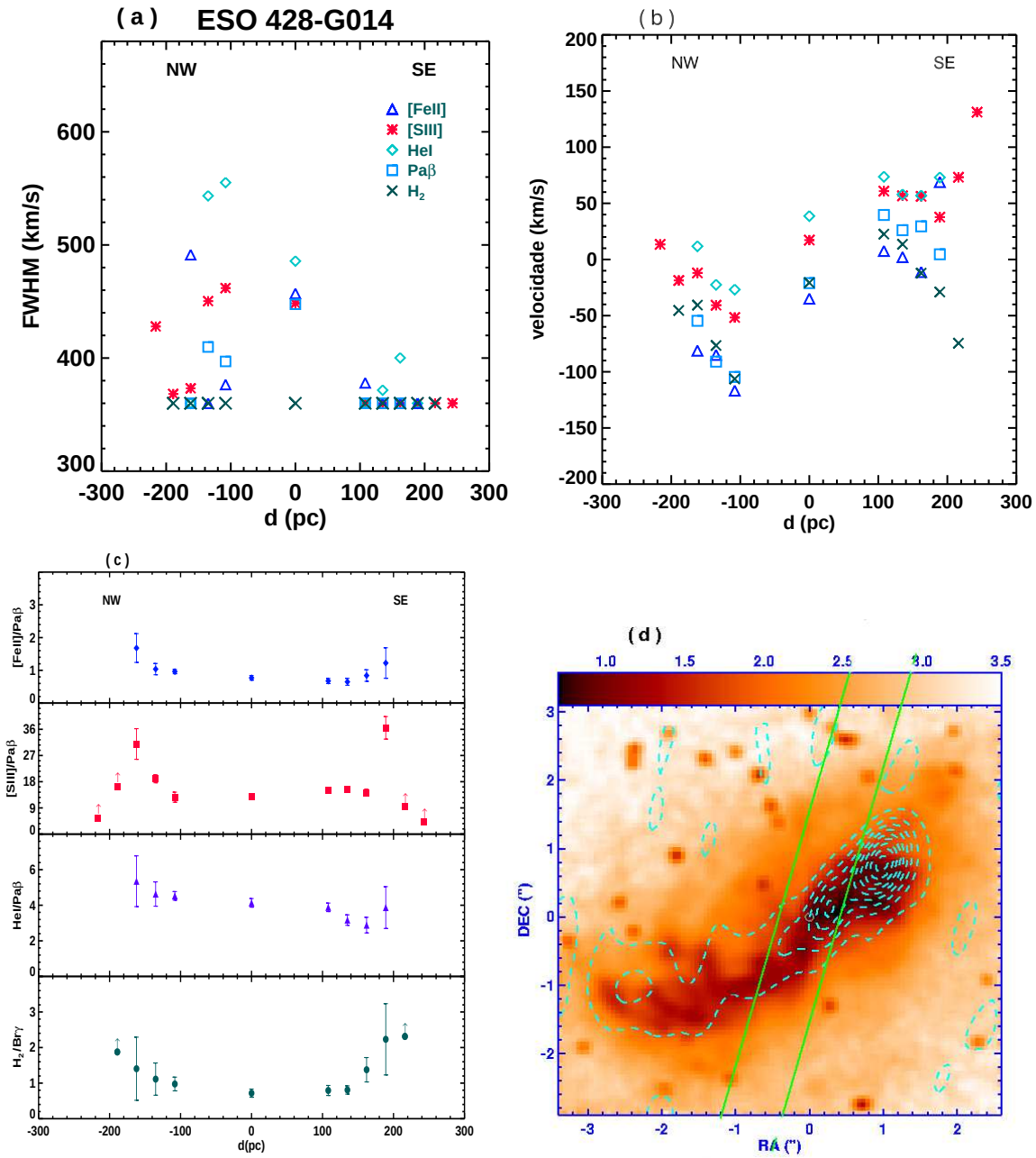


Figura 5.8: (a) FWHM das linhas em emissão em função da distância ao núcleo (origem do sistema de coordenadas). Os símbolos que identificam cada linha em emissão estão indicados no canto superior direito da Figura 5.5a. Todas as linhas foram corrigidas pela resolução instrumental. (b) Curva de rotação para a galáxia ESO 428-G014 derivada a partir do comprimento de ondas das linhas [SIII] 0.953$\mu$m, HeI 1.083$\mu$m, [FeII] 1.257$\mu$m, Pa$\beta$ e $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m. (c) Razões do fluxo em função da distância ao núcleo para fenda orientada a PA = 345°. (d) Imagem rádio 20 cm (Ulvestad & Wilson, 1989) sobreposta a imagem óptica HST obtida com a WFCP2 no filtro 658N. A posição da fenda de observação também é ilustrada. O norte é para cima e o leste para a esquerda.

# Capítulo 6

# Considerações Finais e Perspectivas

Neste trabalho, foram analisados de forma inédita, os espectros da região nuclear e estendida de uma amostra 26 AGNs no intervalo 0.8 - 2.4 $\mu$m, com o objetivo mapear a extensão espacial da NLR assim como determinar a distribuição do avermelhamento do gás e os principais mecanismos de excitação e ionização. Foram incluídas 4 galáxias *Starbursts* para possibilitar a comparação entre as propriedades do gás emissor exposto à radiação emitida por estrelas com àquela emitida pela fonte central dos AGNs. Os espectros foram obtidos no modo de dispersão cruzada, o que permite o registro simultâneo das bandas Z, J, H e K em um única imagem, possibilitando um estudo bem amplo das propriedades do gás emissor sem se preocupar por variações nas condições de *seeing* e de resolução espectral. As linhas [SIII] 0.953$\mu$m, HeI 1.083$\mu$m, [FeII] 1.257$\mu$m, Pa$\beta$ 1.281$\mu$m, $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m e Br$\gamma$ 2.165$\mu$m foram espacialmente resolvidas nos espectros e foram utilizadas para caracterizar as propriedades do gás emissor. Além disso, foi pesquisada a cinemática do gás através do estudo dos perfis das linhas em emissão e curvas de rotação.

As principais conclusões deste estudo são as seguintes:

• Os valores de E (B - V) encontrados a partir de linhas infravermelhas são maiores do que aqueles obtidos na região visível através das linhas H$\alpha$ e H$\beta$, indicando que a emissão infravermelha se origina em uma região mais interna do gás e nos fornece informações adicionais àquelas obtidas com observações na região óptica.

• A região nuclear de galáxias Seyfert 2 apresenta valores maiores do excesso de cor E (B - V) (valor médio de 0.6 mag) do que a região nuclear de galáxias Seyfert 1 (valor médio 0.26 mag), em acordo com o Modelo Unificado, que propõe que a fonte central nas galáxias Seyfert 2 está escondida por um toróide de poeira.

• A extinção encontrada nas galáxias Seyfert não pode ser explicada em termos da inclinação da galáxia hospedeira, sugerindo que o ângulo do eixo do toróide não está alinhado com o eixo do disco da galáxia. Por outro lado, nas galáxias *Starburst* quanto maior a inclinação da galáxia, maior o avermelhamento, indicando que a extinção é produzida pela poeira presente no disco da galáxia.

• Em 54% das extrações a extinção E(B - V) determinado a partir das linhas de [FeII] é menor do que aquela medida a partir das linhas de hidrogênio, o que discorda de trabalhos prévios sugerindo que a emissão de [FeII] é produzida em uma região com muita poeira. O resultado encontrado só pode ser explicado se a poeira nos núcleos ativos e *Starburst* estiver misturada internamente com o gás emissor e de forma não uniforme.

• A distribuição da luminosidade das linhas com a distância indica que o mecanismo dominante de excitação do gás é a fotoionização pela fonte central e mostra que [SIII] 0.953$\mu$m e HeI 1.083$\mu$m são as linhas mais intensas no núcleo e nas regiões estendidas. O hidrogênio molecular segue uma distribuição de luminosidade similar às das linhas proibidas, o que sugere que a maior parte do gás molecular é excitado por radiação da fonte central.

• Foi verificado que a emissão de linhas infravermelhas é mais estendida em galáxias onde a emissão de [OIII] é maior, sendo [SIII] 0.953$\mu$m a linha mais estendida em 70% das galáxias Seyfert (distância média de 280 pc). Tais resultados sugerem que a linha [SIII] 0.953$\mu$m pode ser usada como traçador da excitação do gás no NIR, semelhante à linha [OIII] $\lambda$5007 na região visível.

• O tamanho da região emissora de linhas foi maior nas galáxias *Starburst* (valor médio 430 pc) do que nas galáxias Seyfert (valor médio 280 pc), provavelmente devido ao fato de que a emissão estelar ocorre ao longo de todo disco e não existe uma direção preferencial de gás ionizado, como ocorre nos núcleos ativos. A análise de galáxias Seyfert que foram observadas com a fenda paralela e perpendicular ao eixo do cone de ionização revela que, como a radiação emitida pela fonte central dos AGNs é anisotrópica, outros fatores devem influenciar no tamanho da região ionizada, tais como potência da fonte central, orientação do eixo do toróide e quantidade de gás presente no disco da galáxia hospedeira.

• Testamos vários diagramas de diagnóstico envolvendo razões de linhas no NIR, com o intuito de diferenciar objetos fotoinizados por uma fonte do tipo AGN daqueles fotoionizados por estrelas. Dois dos diagramas propostos, [FeII] 1.257$\mu$m/Pa$\beta$ versus $H_2$ (1,0)S(1) 2.121$\mu$m/Br$\gamma$ e [SIII] 0.953$\mu$m/Pa$\beta$ versus HeI 1.083$\mu$m/Pa$\beta$

mostraram-se os mais adequados para esta tarefa. O primeiro já tinha sido sugerido na literatura. A inclusão de um número maior de pontos permitem confirmar sua utilidade. O segundo diagrama é proposto pela primeira vez neste trabalho e separa mais claramente os diferentes objetos. Contudo, tem a desvantagem de ser susceptível a efeitos de avermelhamento.

• A partir dos dois diagramas discutidos acima, concluímos que as galáxias Seyfert apresentaram valores entre $6 <$ [SIII] $0.953\mu$m/Pa$\beta < 30$ e $3 <$ HeI $1.083\mu$m/Pa$\beta < 10$, enquanto que nas *Starburst* estas razões foram menores que 6 e 3, respectivamente.

• Curvas de rotação foram derivadas para as linhas de [FeII] $1.257\mu$m, Pa$\beta$, $H_2$ (1,0) S(1) $2.121\mu$m e, pela primeira vez na literatura pesquisada, para [SIII] $0.953\mu$m e HeI $1.083\mu$m. Em geral, o movimento do $H_2$ (1,0)S(1) $2.121\mu$m e Pa$\beta$ são consistentes com o padrão de rotação no plano do disco da galáxia enquanto que as linhas [FeII] $1.257\mu$m, [SIII] $0.953\mu$m e HeI $1.083\mu$m encontram-se cinematicamente alteradas. Verificou-se que o jato rádio provoca distúrbios no ambiente do gás e contribui para ionização por choques de [FeII] $1.257\mu$m para as galáxias MRK 1066 e NGC 2110. No caso da galáxia NGC 4151, nota-se a presença de perturbações no gás que ocasionam o alargamento das linhas sem aumentar a excitação, que foram associadas a ventos que se propagam na direção perpendicular à emissão rádio.

• Em NGC 2110 verificamos que a linha de HeI $1.083\mu$m apresenta um perfil de duplo pico, com o pico vermelho se distanciando progressivamente do pico azul. Interpretamos esse resultado como evidência observacional de um *outflow* na região central, provavelmente produzido pela interação do jato com o gás da NLR. Esta hipótese é sustentada pela cinemática do gás de HeI $1.083\mu$m e de [FeII] $1.257\mu$m, que se desvia consideravelmente de rotação pura em um disco. Foi detectada, ainda, uma componente larga na linha de HeI $1.083\mu$m (FWHM $\approx$ 5000 km/s), que indica uma BLR obscurecida. Isso corrobora a detecção de uma componente larga no espectro de luz polarizada em H$\alpha$.

Embora tenhamos discutido neste trabalho as propriedades do gás emissor da NLR, existem outros pontos que ainda podem ser explorados para complementar o entendimento sobre os AGNs tais como: (1) analisar a informação contida nos espectros sobre população estelar, (2) realizar um estudo sobre os índices de cor (J - H) e (H - K) da região nuclear e estendida dos objetos da nossa amostra utilizando os espectros obtidos e a curva de transmissão dos filtros JHK, (3) aprimorar os

modelos de fotoionização e de choques para melhor explicar a distribuição dos pontos nos diagramas de diagnósticos sugeridos neste trabalho. Finalmente, o atlas aqui apresentado constitui uma fonte de dados importantes para selecionar objetos que possam ser estudados com mais detalhe a partir de espectroscopia IFU.

# Bibliografia


Alloin, D. et al. A snapshot of the continuous emission of the active galactic nucleus in NGC 3783 from gamma-ray to radio wavelengths. **Astronomy and Astrophysics**, Berlin, v. 293, n. 2, p. 293-308, Janeiro 1995.

Almeida, C. R. et al. The Narrow-Line Region of the Seyfert 2 Galaxy Mrk 78: An Infrared View. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 645, n. 1, p. 148-159, Julho 2006

Antonucci, R. R. J., Miller J. S. Spectropolarimetry and the nature of NGC 1068. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 297, n. 2, p. 621-632, Outubro 1985.

Antonucci, R. R. J. Unified models for active galactic nuclei and quasars. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, Palo Alto, v. 31, p. 473-521, 1993

Baade, W., Minkowski, R. Identification of the Radio Sources in Cassiopeia, Cygnus a, and Puppis a. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 119, p. 206-214, 1954.

Baldwin, L., Phillips, M. M., Terlevich, R. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, San Francisco, v. 93, n. 551, p. 5-19, Fevereiro 1981.

Bautista, M. A., Pradhan, A. K. Ionization Structure and Spectra of Iron in Gaseous Nebulae. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 492, n. 2, p. 650-676, Janeiro 1998

Bennert, N. et al. Size and Structure of the Narrow-Line Region of Quasars. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 574, n. 1, p. 105-109, Agosto 2002

Bennert, N. et al. Size and properties of the narrow-line region in Seyfert-1 galaxies from spatially-resolved optical spectroscopy. **Astronomy and Astrophysics**, Berlin, v. 459, n.1, p. 55-69, Novembro 2006a.

Bennert, N. et al. Size and properties of the narrow-line region in Seyfert-2 galaxies from spatially-resolved optical spectroscopy. **Astronomy and Astrophysics**, Berlin, v. 456, n. 3, p. 953-966, Setembro 2006b.

Bennert, N. et al. Studying size and physical properties of the narrow-line region in active galaxie. **New Astronomy Reviews**, v. 50, n. 9, p. 708-711, Novembro 2006c.

Binette, L., Fosbury, R. A., Parker, D. Interpretation of the ionizing photon deficit of AGN. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, San Francisco, v. 105, n. 692, p. 1150-1163, Outubro 1993.

Bolton, J. G., Stanley, G. J., Slee, O. B. Positions of three discrete sources of Galactic radio frequency radiation. **Nature**, v.164, p. 101, 1949.

Bower, G. et al. Radio and Emission-Line Jets in the Type 2 Seyfert Galaxy Markarian 1066 (UGC 2456). **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 454, p. 106-118, Novembro 1995.

Bradley, L. D., Kaiser, M. E., Baan, W. Physical Conditions in the Narrow-Line Region of M511. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 603, n. 2, p. 463-488, Março 2004.

Bradt, H. V. et al. NGC 2110 - an X-ray/radio galaxy with elliptical morphology. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 226, p. L111-L114, Dezembro 1978.

Burbidgen, G. R. 1961, Nature, 190, 1053

Cameron, A. G. W. Star Formation in Elliptical Galaxies and Intense Radio Sources. **Nature**,v. 194, ed. 4832, p. 963-964, Junho 1962.

Cardelli, J. A., Clayton, G. C., Mathis, J. S. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 345, n. 1, p. 245-246, Outubro 1989.

Cid Fernandes, R. et al. The star formation history of Seyfert 2 nuclei. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford, v. 355, n.1, p. 273-296, Novembro 2004.

Colina, L. Forbidden Fe II 1.64 micron emission in high-luminosity and ultraluminous IRAS galaxies. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 411, n. 2, p. 565-569, Julho 1993.

Collins, N. R. et al. Physical Conditions in the Narrow-Line Region of Markarian 3. I. Observational Results. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 619, p. 116-133, Janeiro 2005.

Condon, J. J., Helor, G., Sanders, D. B., Soifer, B. T. A 1.49 GHz atlas of the IRAS Bright Galaxy Sample. **Astrophysical Journal Supplement Series**, Chicago, v. 73, 359-400, Julho 1990.

Condon, J., Huang Z.-P., Yin, Q., Thuan, T. Compact starbursts in ultraluminous infrared galaxies. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 378, n.1, p. 65-76, Setembro 1991.

Contini, M., Rodríguez-Ardila, A., Viegas, S. M. The narrow line region of Ark 564. **Astronomy and Astrophysics**, Berlin, v. 408, n. 1, p. 101-109, Setembro 2003.

Cushing, M. C., Vacca, W. D., Rayner, J. T. Spextool: A Spectral Extraction Package for SpeX, a 0.8-5.5 Micron Cross-Dispersed Spectrograph. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, San Francisco, v. 116, ed. 818, p. 362-376, Abril 2004.

Das, V. et al. Kinematics of the Narrow-Line Region in the Seyfert 2 Galaxy NGC 1068: Dynamical Effects of the Radio Jet. **The Astronomical Journal**, Chicago, v. 132, n. 2, p. 620-632, Agosto 2006.

de Vaucouleurs, G.et al. , Third Reference Catalogue of Bright Galaxies. Berlin: Springer, 1991.

Devereux, N., Ford, H., Tsvetanov, Z., Jacoby, G. STIS Spectroscopy of the Central 10 Parsecs of M81: Evidence for a Massive Black Hole. **The Astronomical Journal**, Chicago, v. 125, ed. 3, 1226-1235, Março 2003.

Elvis, M. et al. Atlas of quasar energy distributions. **Astrophysical Journal Supplement Series**, Chicago, v. 95, n. 1, p. 1-68, Novembro 1994.

Evans, I. N., Dopita, M. A. Theoretical models for H II regions. I - Diagnostic diagrams. **Astrophysical Journal Supplement Series**, Chicago, v. 58, p. 125-148, Maio 1985.

Evans, I. N. et al. Hubble Space Telescope Imaging of the Narrow-Line Region of NGC 4151. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 417, n. 1, p. 82-89, Novembro 1993.

Falcke, H. et al. Helical Strands in the Jetlike Narrow-Line Region of ESO 428-G14. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 470, p. L31-L34, Outubro 1996.

Falcke, H., Wilson, A. S., Simpson, C. HST and VLA Observations of Seyfert 2 Galaxies: The Relationship between Radio Ejecta and the Narrow-Line Region. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 502, 199-217, Julho 1998.

Ferguson, J. W. et al. Locally Optimally Emitting Clouds and the Narrow Emission Lines in Seyfert Galaxies. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 487, n. 1, p. 122-145, Setembro 1997.

Forbes, D. A., Ward, M. J. Radio and Near-Infrared [Fe ii] Emission from Active Galaxies. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 416, n. 1, 150-156, Outubro 1993.

Gallego, J. et al. Observations of a complete sample of H$\alpha$ emission-line galaxies. Long-slit spectroscopy of galaxies in UCM lists 1 and 2. **Astronomy and Astrophysics Supplement**, v. 120, p. 323-356, Dezembro 1996.

Gaskell, C. M., Slimek, E. S., Nazarova, L. S. 2007, NGC 5548: The AGN Energy Budget Problem and the Geometry of the Broad-Line Region and Torus. Submetido a **Astrophysical Journal**, Chicago (astro-ph/0711.1025v).

Goodrich, R. W. Spectropolarimetry of 'narrow-line' Seyfert 1 galaxies. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 342, p. 224-234, Julho 1989.

Greenstein, J. L., Matthews, T. Red-Shift of the Unusual Radio Source 3C48. **Nature**, v. 197, p. 1041, Março 1963.

Hines, D. C. Broad Paschen-alpha emission in two extremely infrared luminous Seyfert 2 galaxies. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 374, p. L9-L12, Junho 1991.

Heckman, T. M. An optical and radio survey of the nuclei of bright galaxies - Stellar populations and normal H II regions. **Astronomy and Astrophysics**, Berlin, v. 87, n.1, p. 142-151, Julho 1980.

Ho, L., Filippenko, A. V., Sargent, W. L. W. 1994, in Multi-Wavelength Continuum Emission of AGN, ed. T.J-L. Courvoisier and A. Blecha, Kluwer Academic Publishers: Dordrecht, p. 275

Ho, L. C. et al. A Search for "Dwarf" Seyfert Nuclei. IV. Nuclei with Broad H alpha Emission. **Astrophysical Journal Supplement**, Chicago, v. 112, p. 391-414, Outubro 1997.

Jackson, N., Beswick, R. J. Near-infrared spectra of Seyfert galaxies and line production mechanisms. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford, v. 376, ed. 2, p. 719-726, Abril 2007.

Johnson, H. L. Interstellar Extinction in the Galaxy. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 141, p. 923-942, Abril 1965.

Kaspi, S., M. et al. The Relationship between Luminosity and Broad-Line Region Size in Active Galactic Nuclei. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 629, n. 1, p. 61-71, Agosto 2005.

Kay, L. E. Blue spectropolarimetry of Seyfert 2 galaxies. 1: Analysis and basic results. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 430, n. 1, p. 196-209, Julho 1994.

Khachikian, E. Y., Weedman, D. W. An atlas of Seyfert galaxies. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 192, p. 581-589, Setembro 1974.

Knop, R. A. et al. Infrared Spectroscopy of Pa(Beta) and [Fe II] Emission in NGC 4151. **The Astronomical Journal**, Chicago, v. 112, n. 1, p. 81-90, Julho 1996.

Knop, R. A. et al. Spatially Resolved Near-Infrared Spectroscopy of the Seyfert 2 Galaxies Markarian 1066, NGC 2110, NGC 4388, and Markarian 3. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 122, n. 2, p. 764-791, Agosto 2001.

Kukula, M. J. et al. High-resolution radio observations of the CfA Seyfert Sample I. The observations. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford, v. 276, n. 4, p. 1262-1280, Outubro 1995.

LEDA, do inglês, *The Lyon/Meudon Extragalactic Database*, disponível em http://leda.uni-lyon1.fr/. Acesso em Fevereiro de 2008.

Lynden-Bell, D. Galactic Nuclei as Collapsed Old Quasars. **Nature**, v. 223, p. 690, Agosto 1969.

Malkan, M. A, Gorjian, V. Tam, R. A Hubble Space Telescope Imaging Survey of Nearby Active Galactic Nuclei. **Astrophysical Journal Supplement Series**, Chicago, v. 117, p. 25-88, Julho 1998.

Manduca, A., Bell, R. A. Atmospheric extinction in the near infrared. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, San Francisco, v. 91, p. 848-854, Dezembro 1979.

Mauder, W. et al. High resolution optical images of the starburst ring around the Seyfert nucleus of NGC 7469. **Astronomy and Astrophysics**, Berlin, v. 285, p. 44-50, Maio 1994.

Mathews, W. G., Ferland, G. J. What heats the hot phase in active nuclei? **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 323, p. 456-467, Dezembro 1987.

McCall, M. L., Rybski, P. M., Shields, G. A. The chemistry of galaxies. I - The nature of giant extragalactic H II regions. **Astrophysical Journal Supplement Series**, Chicago, v. 57, p. 1-62, Janeiro 1985.

Mendonza, C. 1983, in: IAU Symposiun 103, Planetary Nebulae, ed. D. R. Flower, p. 143

Miller J. S., Goodrich R. Spectropolarimetry of high-polarization Seyfert 2 galaxies and unified Seyfert theories. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 355, p. 456-467, Junho 1990.

Moorwood, A. F. M., Oliva, E. Extended infrared line emission excited by starburst and Seyfert activity in NGC 3256 and NGC 4945. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 429, n. 2, p. 602-611, Julho 1994.

Moran, E. C. et al. Transient and Highly Polarized Double-Peaked H$\alpha$ Emission in the Seyfert 2 Nucleus of NGC 2110. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 668, n. 1, p. L31-L34, Outubro 2007.

Mulchaey, J. S.,Wilson, A. S., Bower, G. A. et al.Hubble Space Telescope imaging of the Seyfert 2 galaxy NGC 2110. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 433, n. 2, p. 625-630, Outubro 1994.

Mulchaey, J. S., Wilson, A. S., Tsvetanov, Z. I. An Emission-Line Imaging Survey of Early-Type Seyfert Galaxies. I. The Observations. **Astrophysical Journal Supplement Series**, Chicago, v. 102, p. 309-367, Fevereiro 1996a.

Mulchaey, J. S., Wilson, A. S., Tsvetanov, Z. I. An Emission-Line Imaging Survey of Early-Type Seyfert Galaxies. II. Implications for Unified Schemes. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 467, n.1, p. 197-214, Agosto 1996b.

Nagao,T., Murayama, T., Taniguchi, Y. High-Ionization Nuclear Emission-Line Region of Seyfert Galaxies. **The Astronomical Journal**, Chicago, v. 119, ed. 6, p. 2605-2628, Junho 2000.

Nagar, N. M., Wilson, A. S. The Relative Orientation of Nuclear Accretion and Galaxy Stellar Disks in Seyfert Galaxies. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 516, n. 1, p. 97-113, Maio 1999.

Nagar, N. M., Wilson, A. S, Mulchaey, J.S, Gallimore, J. F. Radio Structures of Seyfert Galaxies. VIII. A Distance- and Magnitude-Limited Sample of Early-Type Galaxies. **Astrophysical Journal Supplement Series**, Chicago, v. 120, n. 2, p. 209-245, Fevereiro 1999.

Netzer, H. Excitation of MG II and Fe II lines in quasars and Seyfert galaxies. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 236, n. 1, p. 406-418, Março 1980.

Osterbrock, D. E. Observational Model of the Ionized Gas in Seyfert and Radio-Galaxy Nuclei. in: **Proceedings of the National Academy of Sciences of the USA**, v. 75, ed. 2, p. 540-544, Fevereiro 1978.

Osterbrock, D. E. Active Galactic Nuclei. **Royal Astron. Soc. Quart. Journal**, v. 18, n.1, p. 1-18, Março 1984.

Osterbrock, D. E. 1989. Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei, University Science Books: Mill Valley

Osterbrock, D. E., Pogge, R. W. The spectra of narrow-line Seyfert 1 galaxies. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 297, n. 1, p. 166-176, Outubro 1985.

Osterbrock, D. E., Train, H. D, Veilleux, S. Near-infrared spectra and classification diagnostics of Seyfert galaxies. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 389, n. 1, p. 196-207, Abril 1992.

Peterson, B. M. 1997, An Introduction to Active Galactic Nulei, Cambridge University Press: United Kingdom

Pogge R. W. Extended ionized gas in the Seyfert 2 galaxy NGC 4388. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 332, p. 702-710, Setembro 1988.

Pogge, R. W. The circumnuclear environment of nearby, noninteracting Seyfert galaxies. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 345, n. 1, p. 730-751, Outubro 1989.

Pogge, R. W., Owen, J. M. 1993, OSU International Report 93-01

Pogge, R. W., Martini, P. Hubble Space Telescope Imaging of the Circumnuclear Environments of the CfA Seyfert Galaxies: Nuclear Spirals and Fueling. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 569, n. 2, p. 624-640, Abril 2002.

Rao, K. N., Humphreys, C. J., Rank, D. H. 1996, Wavelength Standards in the Infrared. New York: Academic Press.

Rayner, J. T. et. al. SpeX: A Medium-Resolution 0.8-5.5 Micron Spectrograph and Imager for the NASA Infrared Telescope Facility. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, San Francisco, v. 115, p. 362-382, Março 2003.

Reunanen, J., Kotilainen, J. K., Prieto, M. A. Near-infrared spectroscopy of nearby Seyfert galaxies - II. Molecular content and coronal emission. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford, v. 343, p. 192-208, Julho 2003.

Rhee, J. H., Larkin, J. E. Probing the Dust Obscuration in Seyfert Galaxies Using Infrared Spectroscopy. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 538, v. 1, p. 98-104, Julho 2000.

Rhee, J. H., Larkin, J. E. Probing the Dust Obscuration in Seyfert Galaxies using Infrared Spectroscopy. II. Implication for the Unification of Seyfert Galaxies. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 620, p. 151-164, Fevereiro 2005.

Rice, M. S. et al. Spatially Resolved Narrow-Line Region Kinematics in Active Galactic Nuclei. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 636, n. 2, p. 654-673, Janeiro 2006.

Riffel, R. A. et al. Gemini near-infrared integral field spectroscopy of the narrow-line region of ESO428-G14: kinematics, excitation and the role of the radio jet. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford, v. 373, n. 1, p. 2-12, Novembro 2006a.

Riffel, R. A., Rodríguez-Ardila, A., Pastoriza, M. G. A 0.8-2.4 $\mu$m spectral atlas of active galactic nuclei. **Astronomy and Astrophysics**, Berlin, v.457, n. 1, p.61-70, Outubro 2006b.

Riffel, R. A. al. Mapping of the molecular gas inflow towards the Seyfert nucleus of NGC4051 using Gemini NIFS. Submetido a **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford 2008 (astro-ph/0801.1488v2).

Riffel, R. et al. The Stellar Populations of Starburst Galaxies Through near infrared spectroscopy. Submetido a **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford 2008 (astro-ph/0805.1167v1).

Rodríguez-Ardila, A., Pastoriza, M. G. Visible and Near-Infrared Spectroscopy of Seyfert 1 and Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies. **Astrophysical Journal Supplement Series**, Chicago, v. 126, n. 1, p. 63-78, Janeiro 2000.

Rodríguez-Ardila, A. et al. Molecular hydrogen and [Fe II] in Active Galactic Nuclei. **Astronomy and Astrophysics**, Berlin, v. 425, p. 457-474, Outubro 2004.

Rodríguez-Ardila, A., Contini, M., Viegas, S. M. The continuum and narrow-line region of the narrow-line Seyfert 1 galaxy Mrk 766. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford, v. 357, v. 1, p. 220-234, Fevereiro 2005a.

Rodríguez-Ardila, A., Riffel, R., Pastoriza, M. G. Molecular hydrogen and [FeII] in active galactic nuclei - II. Results for Seyfert 2 galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford, v. 364, p. 1041-1053, Dezembro 2005b.

Rodríguez-Ardila, A., Mazzalay, X. The near-infrared spectrum of Mrk 1239: direct evidence of the dusty torus?. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford, v. 364, n. 1, p. L57-L61, Março 2006.

Salpeter, E. E. Accretion of Interstellar Matter by Massive Objects. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 140, p.796-800, Agosto 1964.

Seyfert, C. K. Nuclear Emission in Spiral Nebulae. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 97, p. 28-40, Janeiro 1943.

Schmitt, H. R., Kinney, A. L. A Comparison between the Narrow-Line Regions of Seyfert 1 and Seyfert 2 Galaxies. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 463, p. 498-508, Junho 1996.

Schmitt, H. R. The Difference between the Narrow-Line Regions of Seyfert 1 and Seyfert 2 Galaxies. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 506, n. 2, p. 647-657, Outubro 1998.

Schmitt, H. et al. A Hubble Space Telescope Survey of Extended [O III] $\lambda$5007 Å Emission in a Far-Infrared-Selected Sample of Seyfert Galaxies: Results. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 597, n. 2, p. 768-779, Novembro 2003a.

Schmitt, H. et al. A Hubble Space Telescope Survey of Extended [O III] $\lambda$5007 Å Emission in a Far-Infrared Selected Sample of Seyfert Galaxies: Observations. **Astrophysical Journal Supplement Series**, Chicago, v. 148, n. 2, p. 327-352, Outubro 2003b.

Schmidt, M. 3C 273 : A Star-Like Object with Large Red-Shift. **Nature**, v. 197, p. 1040, Março 1963.

Scoville, N. et al. NICMOS Imaging of Infrared-Luminous Galaxies. **The Astronomical Journal**, Chicago, v. 119, p. 991-1061, Março 2000.

Shields, J. C. et al. The Survey of Nearby Nuclei with the Space Telescope Imaging Spectrograph: Emission-Line Nuclei at Hubble Space Telescope Resolution. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 654, n. 1, p. 125-137, Janeiro 2007.

Simpson, C., Forbes, D. A., Baker, A. C. et al. Forbidden $Fe^+$ emission from active galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford, v. 283, ed. 3, p. 777-797, Dezembro 1996.

Soifer, B. et al. High Spatial Resolution Mid-Infrared Observations of Three Seyfert Galaxies. **The Astronomical Journal**, Chicago, v. 126, n. 1, p. 143-152, Julho 2003.

Storchi-Bergmann, T. et al. Extended gas in Seyfert galaxies: near-infrared observations of NGC 2110 and Circinus. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford, v. 304, n. 1, p. 35-46, Março 1999.

Terlevich, R., Melnick, J. Warmers - The missing link between Starburst and Seyfert galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford, v. 213, p. 841-856, Abril 1985.

Tran, H. D. The Nature of Seyfert 2 Galaxies with Obscured Broad-Line Regions. III. Interpretation. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 440, p. 597-605, Fevereiro 1995.

Ulvestad, J. S., Wilson, A. S., Sramek, R. A. Radio structures of Seyfert galaxies. II. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 247, n. 1, p. 419-442, Julho 1981.

Ulvestad, J. S., Wilson, A. S. Radio structures of Seyfert galaxies. VII - Extension of a distance-limited sample. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 343, p. 659-671, Agosto 1989.

Unger, S. W. et al. The extended narrow-line region in radio Seyferts - Evidence for a collimated nuclear UV field? **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford, v. 228, p. 671-679, Outubro 1987.

Vacca, W. D., Cushing, M. C., Rayner, J. T. A Method of Correcting Near-Infrared Spectra for Telluric Absorption. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, San Francisco, v. 115, p. 389-409, Março 2003.

Veilleux, J., Osterbrock, D. E. Spectral classification of emission-line galaxies. **Astrophysical Journal Supplement Series**, Chicago, v. 63, p. 295-310, Fevereiro 1987.

Veilleux, J. et al. Optical Spectroscopy of Luminous Infrared Galaxies. II. Analysis of the Nuclear and Long-Slit Data. **Astrophysical Journal Supplement Series**, Chicago, v. 98, p. 171-217, Maio 1995.

Veilleux, J., Goodrich, R. W., Hill, G. H. Infrared Spectroscopy of Seyfert 2 Galaxies: A Look through the Obscuring Torus? II. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 477, p. 631-660, Março 1997.

Veilleux, S. Spectroscopic Diagnostics for AGNs. in: ASP Conference Proceedings, Armenia, v.284, p. 18-22, 2002.

Wandel, A., Peterson, B. M., Malkan, M. A. Central Masses and Broad-Line Region Sizes of Active Galactic Nuclei. I. Comparing the Photoionization and Reverberation Techniques. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 526, n. 2, p. 579-591, Dezembro 1999.

Weisheit, J. C., Shields, G. A., Tarter, C. B. X-ray heating and ionization of broad-line emission regions in QSOs and active galaxies. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 245, p. 406-415, Abril 1981.

Wilson, A. S., Baldwin, J. A. Kinematics and ionization of extended ionized gas in active galaxies. I - The X-ray luminous galaxies NGC 2110, NGC 5506, and MCG -5-23-16. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 291, p. 627-654, Abril 1985.

Wilson, A. S., Baldwin et al. Kinetics and ionization of extended gas in active galaxies. II - A circumnuclear starburst in the type 1 Seyfert NGC 7469. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 310, p. 121-135, Novembro 1986.

Wilson, A. S., Ward, M. J., Haniff, C. A. High-Resolution Emission-Line Imaging of Seyfert Galaxies. II. Evidence for Anisotropic Ionizing Radiation. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 334, p. 121-129, Novembro 1988.

Wilson, A. S., Tsvetanov, Z. I. Ionization cones and radio ejecta in active galaxies. **The Astronomical Journal**, Chicago, v. 107,n. 4, p. 1227-1234, Abril 1994.

Winge, C., Axon, D. J., Macchetto, F. D. Hubble Space Telescope Faint Object Camera Spectroscopy of the Narrow-Line Region of NGC 4151. I. Gas Kinematics. **Astrophysical Journal**, Chicago, v. 519,n. 1, p. 134-152, Julho 1999.

Winge, C. et al. Extended gas in Seyfert galaxies: near-infrared observations of 15 active nuclei. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford, v. 316, n. 1, p. 1-18, Julho 2000.

Zel'dovich, Ya. B., Novikov, I. D. 1964, Sov. Phys. Dokl., 158, 811

Zuther, J. et al. Mrk 609: resolving the circumnuclear structure with near-infrared integral field spectroscopy. **Astronomy and Astrophysics**, Berlin, v. 466, p.451-466, Maio 2007.

# Livros Grátis

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

Milhares de Livros para Download:

Baixar livros de Administração
Baixar livros de Agronomia
Baixar livros de Arquitetura
Baixar livros de Artes
Baixar livros de Astronomia
Baixar livros de Biologia Geral
Baixar livros de Ciência da Computação
Baixar livros de Ciência da Informação
Baixar livros de Ciência Política
Baixar livros de Ciências da Saúde
Baixar livros de Comunicação
Baixar livros do Conselho Nacional de Educação - CNE
Baixar livros de Defesa civil
Baixar livros de Direito
Baixar livros de Direitos humanos
Baixar livros de Economia
Baixar livros de Economia Doméstica
Baixar livros de Educação
Baixar livros de Educação - Trânsito
Baixar livros de Educação Física
Baixar livros de Engenharia Aeroespacial
Baixar livros de Farmácia
Baixar livros de Filosofia
Baixar livros de Física
Baixar livros de Geociências
Baixar livros de Geografia
Baixar livros de História
Baixar livros de Línguas

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