

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA MARIA
CENTRO DE CIÊNCIAS NATURAIS E EXATAS
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

Moiré Gonçalves Hennig

**FORMAÇÃO ESTELAR E EMISSÃO DE POEIRA EM
NÚCLEOS ATIVOS DE GALÁXIAS**

Santa Maria, RS
2018

Moiré Gonçalves Hennig

**FORMAÇÃO ESTELAR E EMISSÃO DE POEIRA EM
NÚCLEOS ATIVOS DE GALÁXIAS**

Tese de Doutorado apresentada ao Programa de Pós-graduação em Física, Área de Concentração em Astrofísica, da Universidade Federal de Santa Maria (UFSM, RS), como requisito parcial para obtenção do grau de **Doutor em Física**.

ORIENTADOR: Prof. Rogemar A. Riffel

Santa Maria, RS
2018

Hennig, Moiré G.
FORMAÇÃO ESTELAR E EMISSÃO DE POEIRA EM NÚCLEOS ATIVOS
DE GALÁXIAS / Moiré G. Hennig.- 2018.
106 p.; 30 cm

Orientador: Rogemar A. Riffel
Tese (doutorado) - Universidade Federal de Santa
Maria, Centro de Ciências Naturais e Exatas, Programa de
Pós-Graduação em Física, RS, 2018

1. Núcleos Ativos de Galáxias 2. Formação estelar 3.
Poeira 4. Infravermelho próximo I. Riffel, Rogemar A. II.
Título.

Sistema de geração automática de ficha catalográfica da UFSM. Dados fornecidos pelo autor(a). Sob supervisão da Direção da Divisão de Processos Técnicos da Biblioteca Central. Bibliotecária responsável Paula Schoenfeldt Patta CRB 10/1728.

© 2018

Todos os direitos autorais reservados a Moiré G. Hennig. A reprodução de partes ou do todo deste trabalho só poderá ser feita mediante a citação da fonte.

End. Eletr.: moiregh@gmail.com

Moiré Gonçalves Hennig

FORMAÇÃO ESTELAR E EMISSÃO DE POEIRA EM
NÚCLEOS ATIVOS DE GALÁXIAS

Tese de Doutorado apresentada ao Programa de Pós-graduação em Física, Área de Concentração em Astrofísica, da Universidade Federal de Santa Maria (UFSM, RS), como requisito parcial para obtenção do grau de **Doutor em Física**.

Aprovado em 20 de dezembro de 2018:

Rogemar André Riffel, Dr. (UFSM)
(Presidente/Orientador)

Daniel Ruschel Dutra, Dr. (UFSC)

José Valentin Bageston, Dr. (INPE)

Eleonir João Calegari, Dr. (UFSM)

Sandro Barboza Rembold, Dr. (UFSM)

Santa Maria, RS
2018

DEDICATÓRIA

Ao meu filho e esposa Mateus e Lucimara

AGRADECIMENTOS

- Agradadeço especialmente ao meu filho e esposa por toda a paciência e compreensão;
- Ao professor Rogemar pela ajuda e orientação em todos os momentos;
- Ao colega Marlon pela colaboração e pelas sugestões do dia a dia;
- Aos colegas de laboratório de forma geral pela ajuda e apoio;
- A todos os professores que de alguma forma contribuíram para a obtenção do conhecimento;
- Ao CNPq pelo apoio financeiro;
- De modo geral, a todos que colaboraram com a realização deste trabalho.

RESUMO

FORMAÇÃO ESTELAR E EMISSÃO DE POEIRA EM NÚCLEOS ATIVOS DE GALÁXIAS

AUTOR: Moiré Gonçalves Hennig
ORIENTADOR: Rogemar A. Riffel

A energia proveniente de Núcleos Ativos de Galáxias (AGN) é atribuída ao processo de acreção de matéria a um Buraco Negro Supermassivo (SMBH) central. Escoamentos de gás em direção ao centro das galáxias (*Inflows* de gás) podem originar o AGN, mas também podem representar o acúmulo de matéria na região central necessário para desencadear a formação estelar em escalas de centenas de parsecs. Este trabalho apresenta um estudo sobre a formação estelar circumnuclear para a galáxia Seyfert 1 Mrk 42 e uma caracterização da emissão de poeira no núcleo de uma amostra de 15 galáxias Seyferts, dessa forma relaciona processos intrínsecos do AGN com propriedades de regiões de formação estelar. Foram utilizados dados de espectroscopia de campo integral no infravermelho próximo (bandas J, H e K), obtidos com o instrumento NIFS (*Near-infrared Integral Field Spectrograph*) instalado no telescópio Gemini Norte. A galáxia Mrk 42 apresenta um anel de regiões de formação estelar em torno do núcleo com raio de ≈ 300 pc, claramente observado nas distribuições de fluxos das linhas de emissão do infravermelho. Dois cenários principais foram propostos para a formação de anéis de formação estelar em galáxias: o cenário *pop corn*, onde o material que chega na região central é acumulado no anel e forma aglomerados estelares em posições aleatórias sem uma sequência de idades e o *pearls on a string*, para o qual o gás se acumula no anel formando regiões de densidades elevadas e há movimento da formação estelar ao longo do anel, observando-se uma sequência de idades para as regiões formadas. Baseado em medidas para a largura equivalente de $\text{Br}\gamma$ encontramos evidências de gradientes de idades para as regiões de formação estelar ao longo do anel de Mrk 42, favorecendo o cenário *pearls on a string*. A largura a meia altura (FWHM) da componente larga da linha de emissão do $\text{Pa}\beta$ medida no espectro nuclear é ≈ 1480 km s^{-1} , implicando em uma massa de $\approx 2,5 \times 10^6 M_{\odot}$ para o SMBH central. Com base nas razões de linhas de emissão, concluímos que além do núcleo galáctico ativo, Mrk 42 apresenta atividade de formação estelar no núcleo. A cinemática do gás é dominada por rotação no plano da galáxia, sendo bem reproduzida por um modelo de disco em rotação. Entretanto, para a região central (interna ao anel) observa-se uma componente adicional provavelmente originada por *outflows* do AGN. Com o objetivo de estudar a emissão de poeira nuclear de galáxias Seyferts, ajustamos o contínuo nuclear para 15 galáxias Seyferts a partir de observações nas bandas J e K. A partir dos ajustes obtemos a contribuição devido as componentes de lei de potência e função de corpo negro, atribuídas a emissão do disco de acreção e ao toroide de poeira, respectivamente. Obtivemos valores para a temperatura que vai de 800 e 1350 K e derivamos massas de poeira quente entre $3,19 \times 10^{-4}$ a $5,38 \times 10^{-1} M_{\odot}$. Observa-se uma pequena tendência de que haja um número maior de galáxias Seyferts 1 com maiores valores para a massa de poeira quente do que em galáxias Seyferts 2. Observa-se uma correlação entre a luminosidade bolométrica do AGN e a massa de poeira quente, indicando que o AGN é o agente responsável pelo aquecimento da

poeira. A amostra utilizada para estudar a emissão de poeira é pequena e deverá ser complementada em trabalhos futuros, assim como uma melhor comparação com resultados da literatura se faz necessária.

Palavras-chave: Núcleos Ativos de Galáxias; Formação estelar; Poeira; Infravermelho próximo.

ABSTRACT

STAR FORMATION AND DUST EMISSION FROM ACTIVE GALACTIC NUCLEI

AUTOR: Moiré Gonçalves Hennig
ORIENTADOR: Rogemar A. Riffel

The energy coming from Active Nuclei of Galaxies (AGN) is attributed to the process of accretion of matter to a central Supermassive Black Hole (SMBH). The gases that flow towards the center of the galaxies (*inflows* of gas) can give rise to AGN but may also represent the accumulation of matter in the central region necessary to trigger star formation on scales of hundreds of parsecs. This work presents a study on the circumnuclear star formation for the Seyfert 1 Mrk 42 galaxy and a characterization of the dust emission in the nucleus of a sample of 15 Seyfert galaxies, in this way, relates intrinsic processes of AGN with properties of star formation regions. We use near-infrared spectroscopy data (J, H and K-band), obtained with the Near Infrared Integral Field Spectrograph (NIFS) installed on the Gemini North telescope. The Mrk 42 galaxy shows a ring of star-forming regions around the nucleus with a radius of ≈ 300 pc, clearly observed in the flux distributions of the infrared emission lines. Two main scenarios were proposed for the star formation rings in galaxies: the *pop corn* scenario, where material arriving in the central region is accumulated in the ring and forms stellar clusters at random positions without a sequence of ages and the *pearls on the string* scenario, for which the gas accumulates in the ring forming regions of high densities and there is movement of the star formation along the ring, observing a sequence of ages for the formed regions. Based on measurements for the equivalent width of Br γ we found evidence of age gradients for the star formation regions along the ring of Mrk 42, favoring the *pearls on a string* scenario. The full width at half maximum (FWHM) of the broad component of the Pa β emission line measured in the nuclear spectrum is ~ 1480 km s $^{-1}$, implying a mass of $\approx 2,5 \times 10^6 M_{\odot}$ for the central SMBH. Based on the ratios of emission lines we conclude that besides the active galactic nucleus, Mrk42 has stellar formation activity in the nucleus. The kinematics of the gas are dominated by rotation in the plane of the galaxy, being well reproduced by a rotating disk model. However, for the central region (internal to the ring) we observe an additional component, probably originated by *outflows* of the AGN. In order to study the emission of nuclear dust from Seyferts galaxies, we fitted the nuclear continuum to 15 Seyferts galaxies from observations in the J and K bands. From the fits we obtain the contribution due to the components of law of power and black body function, attributed to the emission of accretion disk and the toroid of dust, respectively. We obtained values for the temperature ranging from 800 to 1350 K and we derive masses of hot dust between $3,19 \times 10^{-4}$ to $5,38 \times 10^{-1} M_{\odot}$. There is a small tendency to have a larger number of Seyfert 1 galaxies with higher values for the hot dust than in Seyfert 2 galaxies. A correlation between the AGN bolometric luminosity and the hot dust mass, indicating that the AGN is responsible for heating the dust. The sample used to study the emission of dust is small and should be complemented in future works, as well as

a better comparison with results of the literature is necessary.

Keywords: Active Galactic Nuclei; Star Formation; Dust; Near Infrared.

Lista de Figuras

1.1	Representação gráfica mostrando uma relação de proporcionalidade entre a massa do SMBH e a dispersão de velocidades para populações estelares.	8
1.2	Representação esquemática do modelo unificado de AGNs.	10
1.3	Modelos de possíveis cenários para a formação estelar circumnuclear: <i>popcorn</i> e <i>pearls on a string</i>	17
1.4	Representação esquemática de dois tipos de modelos para o toroide de poeira	19
1.5	Representação do toroide de poeira para os parsecs centrais da galáxia Circinus	21
2.1	Plot de $\log L_X$ versus z para galáxias Seyferts detectadas no catálogo <i>Swift-BAT 60-month</i>	25
2.2	Histogramas para a distribuição de luminosidades em raios-X e [O III] λ 5007 das galáxias da amostra de Riffel et al. (2018a).	27
2.3	Representação do princípio do AIS equipado com três <i>slices</i>	29
2.4	Esquema do espectrógrafo NIFS com seus principais componentes.	30
3.1	Curvas de isovelocidades produzidas pelo modelo de disco em rotação.	36
4.1	Imagem no UV próximo para o anel com as CNSFRs, obtida pelo Hubble.	41
4.2	Imagem do telescópio Hubble da galáxia Mrk 42.	43
4.3	Espectros da banda J para o núcleo e CNSFRs de Mrk 42.	45
4.4	Espectros da banda H para o núcleo e CNSFRs de Mrk 42.	46
4.5	Espectros da banda K para o núcleo e CNSFRs de Mrk 42.	47
4.6	Exemplos de ajustes dos perfis para as linhas de emissão do Pa β e H $_2$ λ 2,12 μ m para o núcleo e para a região A.	48
4.7	Distribuições de fluxo de linhas de emissão para o Pa β , [Fe II] λ 1,64 μ m e H $_2$ λ 2,12 μ m e mapas de largura equivalente para as linhas de emissão do Pa β , [Fe II] λ 1,25 μ m e H $_2$ 2,12 μ m.	50
4.8	Mapas de razões de linhas de emissão de [Fe II] λ 1,25 μ m/Pa β , H $_2$ λ 2,12 μ m/Br γ e mapa de avermelhamento obtido a partir da razão do Pa β /Br γ	52
4.9	Campos de velocidades e mapas de dispersão de velocidades (σ) do gás para o Pa β , [Fe II] λ 1,64 μ m e H $_2$ λ 2,12 μ m.	56
4.10	Perfis de linhas de emissão de H $_2$ λ 2,12 μ m (preto), Pa β (verde) e [Fe II] λ 1,64 μ m (vermelho) para as CNSFRs. Os painéis mostram o fluxo normalizado versus velocidade em unidades dek m s^{-1} para cada CNSFR.	57
4.11	Campo de velocidade do Pa β , modelo de disco em rotação e mapa residual, obtido como a diferença das velocidades observadas e do modelo.	60

4.12 Sequência de valores para as linhas de emissão da EW para Pa β e Br γ para as CNSFRs.	63
5.1 Ajuste do espectro do AGN de Mrk 3	68
5.2 Mesmo que a Figura 5.1, porém para Mrk 42.	69
5.3 Mesmo que a Figura 5.1, porém para Mrk 79.	69
5.4 Mesmo que a Figura 5.1, porém para Mrk 607.	70
5.5 Mesmo que a Figura 5.1, porém para Mrk 766.	70
5.6 Mesmo que a Figura 5.1, porém para Mrk 1066.	71
5.7 Mesmo que a Figura 5.1, porém para NGC 788.	71
5.8 Mesmo que a Figura 5.1, porém para NGC 1052.	72
5.9 Mesmo que a Figura 5.1, porém para NGC 2110.	72
5.10 Mesmo que a Figura 5.1, porém para NGC 3227.	73
5.11 Mesmo que a Figura 5.1, porém para NGC 3516.	73
5.12 Mesmo que a Figura 5.1, porém para NGC 4235.	74
5.13 Mesmo que a Figura 5.1, porém para NGC 5506.	74
5.14 Mesmo que a Figura 5.1, porém para NGC 5548.	75
5.15 Mesmo que a Figura 5.1, porém para NGC 5899.	75
5.16 Distribuições de luminosidades e massas de poeira quente em galáxias Seyfert . .	78
5.17 Distribuições de luminosidades e massas de poeira quente em diferentes tipos de Seyfert	79
5.18 PLOT de M_{HD} vs. L_{bol}	81

Lista de Tabelas

2.1	Amostra de galáxias para o estudo do toroide de poeira.	28
4.1	Medidas de fluxos de linhas de emissão em unidades de $10^{-18} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ e valores $E(B-V)$ para as posições marcadas na Figura 4.7.	49
4.2	Razões de linhas de emissão, dispersão de velocidades e larguras equivalentes para as CNSFRs.	54
4.3	Parâmetros físicos das CNSFRs de Mrk 42 para os fluxos integrados das principais linhas de emissão.	62
5.1	Tabela com valores obtidos a partir do ajuste dos espectros do AGNs	67
5.2	Propriedades da poeira quente para as galáxias da nossa amostra.	77
5.3	Propriedades da poeira quente em núcleos Sy compiladas da literatura.	77

Sumário

1	Introdução	6
1.1	Núcleos Ativos de Galáxias	7
1.2	Feeding de AGNs e Formação Estelar	11
1.3	Formação Estelar Circumnuclear	14
1.3.1	Cenários propostos para explicar a formação estelar circumnuclear	16
1.4	O toroide de poeira em AGNs	18
1.5	Motivação e Objetivos	22
2	Dados e Amostra	24
2.1	Amostra de galáxias	24
2.2	O instrumento NIFS	27
2.3	Observações e redução de dados	30
3	Metodologia	33
3.1	Ajustes de linhas de emissão	33
3.2	Construção do mapa de avermelhamento	34
3.3	Modelo de disco em rotação	36
3.4	Determinação da temperatura e massa de poeira do toroide	38
4	Resultados para Mrk 42	40
4.1	A galáxia Mrk 42	40
4.2	Resultados	42
4.2.1	Distribuições de fluxos das linhas de emissão e mapas de larguras equivalentes	44
4.2.2	Razões de linhas de emissão	51
4.2.3	Campos de velocidades e mapas de dispersão de velocidades do gás	55
4.3	Discussões	57
4.3.1	Origem da emissão de H ₂ e [Fe II] no anel das CNSFRs	57
4.3.2	Um Starburst nuclear em Mrk 42	58
4.3.3	Cinemática do gás	59
4.3.4	Populações estelares e CNSFRs	60
4.3.5	Como a formação estelar ocorre no anel de CNSFRs?	63
4.3.6	Massa do SMBH	65
5	A poeira quente em AGNs	66
5.1	Resultados	66
5.2	Discussões	76

6	Considerações finais	82
6.1	Mrk 42	82
6.2	A poeira quente em AGNs	83
6.3	Perspectivas	84

Capítulo 1

Introdução

Algumas galáxias apresentam um núcleo muito luminoso ($\approx 10^{11} L_{\odot}$ ou mais), com um grande brilho que pode ser até 100 vezes maior do que a emissão de todas as estrelas contidas na galáxia. Tais galáxias onde o núcleo apresenta uma potência maior, ou da mesma ordem de todas as estrelas da galáxia hospedeira, diferenciam-se das demais, ou seja, das galáxias normais. As galáxias que apresentam este tipo de núcleo, recebem o nome de galáxias ativas – que possuem Núcleos Ativos de Galáxias (AGN - *Active Galactic Nuclei*). Acredita-se que a fonte de energia dos AGNs é proveniente do processo de acreção de matéria por um Buraco Negro Supermassivo (SMBH - Supermassive Black Hole) localizado no centro da galáxia, o qual possui massas entre 10^6 e $10^9 M_{\odot}$. A radiação proveniente do núcleo das galáxias ativas é principalmente devida a este processo de acreção de matéria, em que a energia potencial gravitacional é convertida em energia cinética e radiação.

Atualmente é amplamente aceita a idéia de que galáxias Elípticas e Espirais (galáxias que apresentam um componente estrutural esferoidal) apresentam um SMBH em seu centro (Magorrian et al., 1998; Ferrarese; Merritt, 2000; Gebhardt et al., 2000), porém somente este fator não é determinante para que a galáxia seja considerada como ativa. Esta classificação é atribuída às galáxias que possuem material disponível nas redondezas do SMBH, servindo de alimento ao mesmo. Somente galáxias em que o SMBH está ativo, ou seja, acretando matéria são classificadas como galáxias ativas, enquanto que em uma galáxia não ativa, não há acreção de material pelo SMBH. Além disso, os trabalhos citados acima mostram que o crescimento do esferoide das galáxias (bojo de galáxias espirais ou galáxias elípticas) é proporcional ao crescimento do SMBH central.

A existência de uma correlação entre a massa do bojo e a massa do SMBH pode indicar que o SMBH tem um papel fundamental na evolução da galáxia, evoluindo junto com a galáxia que o hospeda. Assim, o SMBH cresce a partir da acreção de matéria que chega até a região central da galáxia, que pode também estar alimentando a formação de novas estrelas. Por outro lado, o disco de acreção em torno do SMBH emite grandes quantidades de radiação e ejeções de partículas, que podem impedir o crescimento da galáxia.

Neste processo co-evolutivo entre a massa do bojo e a massa do SMBH, a dispersão de velocidades das estrelas do bojo está diretamente relacionada com a massa do SMBH, na chamada relação $M-\sigma$ (Ferrarese; Merritt, 2000; Gebhardt et al., 2000; Martín-Navarro et al., 2016; van den Bosch,). A partir de medidas do alargamento de linhas dos espectros de uma galáxia (medida do grau de agitação das estrelas do bojo), pode-se verificar a existência de um SMBH, de modo que quanto maior for esta dispersão de velocidades proporcionalmente maior será a massa do SMBH central.

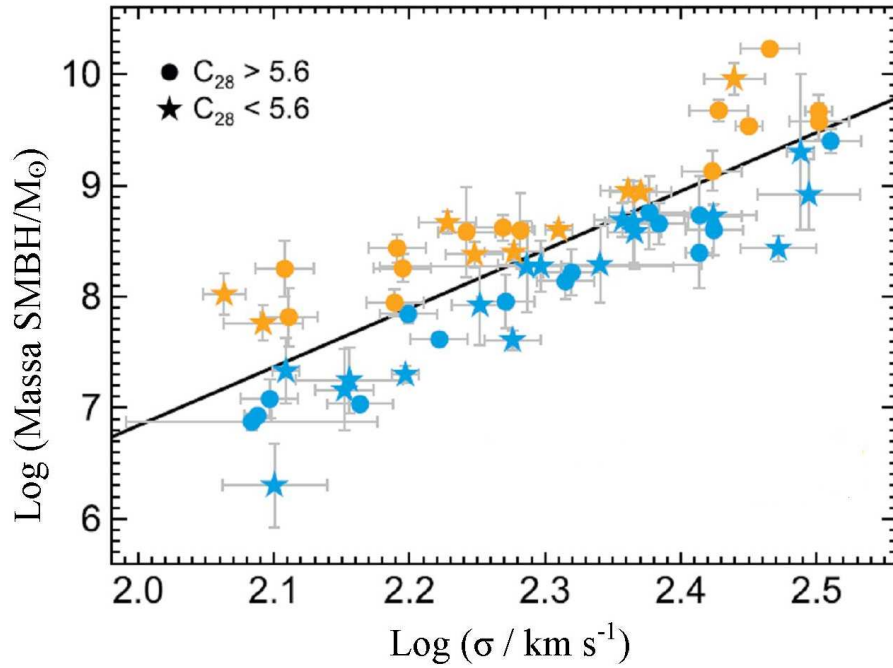
Na Figura 1.1 podemos observar um gráfico que mostra uma relação de proporcionalidade entre a massa do SMBH e a dispersão de velocidades para populações estelares de uma amostra de 57 galáxias (Martín-Navarro et al., 2016) Para investigar a influência do SMBH nas propriedades da população estelar das galáxias hospedeiras, os autores dividem a amostra em galáxias com buracos negros supermassivos (galáxias acima da linha preta sólida), representadas em laranja na Figura 1.1 e galáxias com buracos negros massivos (galáxias abaixo da linha preta sólida), representadas em azul. A relação usada foi derivada de (van den Bosch,) e o valor limite $C'_{28} = 5,6$ corresponde à mediana da distribuição. Após a análise para a população estelar de galáxias com massas conhecidas para o SMBH, (Martín-Navarro et al., 2016) concluem que os dados sugerem um forte grau de co-evolução entre galáxias e seus SMBH centrais.

Este trabalho baseia-se no estudo das regiões centrais de uma amostra de 15 AGNs e é dividido em duas etapas: (i) estudo da formação estelar na região central da galáxia Mrk 42 a fim de verificar sua relação com a atividade nuclear e (ii) estudo das propriedades da poeira no núcleo de galáxias ativas. A seguir é apresentada uma revisão bibliográfica sobre Núcleos Ativos de Galáxias, formação estelar na região central de galáxias ativas e propriedades da poeira no núcleo de galáxias ativas.

1.1 Núcleos Ativos de Galáxias

Como já mencionado, as galáxias com material disponível nas redondezas do SMBH podem ser chamadas de ativas se este material estiver sendo consumido pelo mesmo (servindo de alimento ao SMBH - *feeding*), ou seja, as galáxias que possuem acreção de matéria pelo SMBH e, conseqüente, produção de energia são consideradas de núcleo ativo. Os AGNs são divididos em várias classes de acordo com algumas propriedades: luminosidade nuclear, emissão em frequências rádio, largura das linhas de emissão e orientação do AGN em relação a linha de visada. Os AGNs podem ser divididos nas seguintes classes: Galáxias Seyfert, Quasares, QSOs (*Quasi Stellar Objects*), Rádio galáxias, LINERs (*Low-Ionization Nuclear Emission-line Region*) e Blazares. Os AGNs apresentam as características principais listadas a seguir. Porém nem sempre todas estas características são observadas simultaneamente para uma dada classe de AGN.

Figura 1.1: Representação gráfica mostrando uma relação de proporcionalidade entre a massa do SMBH e a dispersão de velocidades para populações estelares. Os pontos laranja e azul correspondem a galáxias com SMBH supermassivos e sub-massivos, respectivamente (galáxias acima e abaixo da linha preta sólida). Objetos com perfis de brilho altamente concentrados ($C_{28} > 5,6$) são mostrados como círculos preenchidos, enquanto que estrelas preenchidas correspondem a um índice de concentração mais baixo ($C_{28} < 5,6$).



Extraído de: (Martín-Navarro et al., 2016), com algumas modificações.

- Uma grande luminosidade nuclear, aproximadamente $10^{11} L_{\odot}$ ou maior, conforme a classe do AGN;
- Excesso de fluxo em algumas regiões do espectro (rádio, infravermelho, ultravioleta e raios X), se comparado com uma galáxia normal;
- As linhas de emissão permitidas do espectro de um AGN possuem larguras típicas de centenas e até milhares de km s^{-1} , podendo ter larguras à meia altura, $\text{FWHM} > 10.000 \text{ km s}^{-1}$. Esta característica é observada somente em AGNs de tipo I;
- Grande variabilidade do fluxo contínuo e das linhas de emissão. Podem variar em escalas de dias ou semanas, dependendo da classe.

As galáxias Seyfert possuem um núcleo bastante brilhante e uma aparência estelar. Essas classes de AGN (Seyfert 1 e Seyfert 2), apresentam uma luminosidade que pode ser comparada a energia proveniente de todas as estrelas da galáxia hospedeira ($\approx 10^{11} L_{\odot}$) (Peterson, 1997). Elas são $\approx 1\%$ ou menos em relação ao total de galáxias do universo e possuem um núcleo similar

ao observado em Quasares, porém para as Seyferts é possível detectar a galáxia hospedeira com telescópios de médio porte, diferentemente dos Quasares. A grande maioria das galáxias Seyfert são classificadas morfológicamente como galáxias espirais. Seus espectros óticos são dominados por emissão de linhas de alto potencial de ionização (Peterson, 1997).

As galáxias Seyfert dividem-se em duas subclasses: **Seyfert 1** e **Seyfert 2**. As Seyfert 1 apresentam, em seus espectros linhas de emissão permitidas de H I, He I e He II bastante largas, com valores para a largura à meia altura da linha (FWHM) da ordem de $\approx 5000 \text{ km s}^{-1}$ e linhas proibidas com FWHM de $\approx 500 \text{ km s}^{-1}$ (Osterbrock; Ferland, 2006). As galáxias Seyfert 2 apresentam apenas linhas de emissão estreitas em seus espectros, com valores de FWHM equivalentes aos das linhas estreitas das galáxias Seyfert 1, ou seja, as linhas de emissão permitidas ou proibidas das galáxias Seyfert 2 possuem largura de $\approx 500 \text{ km s}^{-1}$ (Osterbrock; Ferland, 2006).

A Figura 1.2 mostra uma representação esquemática onde é possível verificar diferenças entre as duas classes de galáxias Seyfert. Essas diferenças dependem do ângulo de observação, de acordo com o Modelo Unificado de AGNs. Se um observador estiver com o ângulo de visão direcionado para as bordas do toroide de poeira (o AGN está *edge on*), serão observadas linhas estreitas e a galáxia é classificada como uma Seyfert tipo 2. Porém, se o ângulo de observação for tal que o núcleo não seja obscurecido pelo toróide de poeira (o AGN está *face on*), serão observadas tanto linhas estreitas quanto largas, e a galáxia Seyfert será do tipo 1 (este assunto será abordado novamente ao final desta seção).

Os Quasares (*Quasi-Stellar Radio Sources*) são extremamente compactos e também os mais luminosos dentre os AGNs, com magnitudes absolutas nucleares de $M_B < -21,5 + 5 \log h_0$. Estas atribuições também podem ser dadas aos QSOs (*Quasi-stellar Objects*), que diferenciam-se dos Quasares pelo fato de apresentarem menor emissão em rádio (são objetos *radio-quiet*), enquanto que os Quasares possuem emissão em rádio muito significativa (são *radio-loud*). Estes objetos podem ter uma luminosidade de até cem vezes a observada para uma galáxia Seyfert (Peterson, 1997) e sua emissão nuclear também é cerca de cem vezes maior do que a emissão de todas as estrelas da galáxias hospedeira.

As Rádio Galáxias possuem emissão intensa em rádio (de até $\approx 10^{11} L_\odot$) e caracterizam-se por apresentar uma estrutura dupla com lóbulos emissores em rádio nos dois lados do núcleo, estendendo-se à grandes distâncias do mesmo (chegando a $\approx 6 \text{ Mpc}$). Jatos de matéria são observados, e da mesma forma que para os Quasares, a explicação para a origem destes jatos é que eles são devidos a partículas carregadas movendo-se em um campo magnético, com movimento acelerado e helicoidal, irradiando energia. As rádio galáxias também podem ser divididas em duas subclasses, assim como as galáxias Seyfert: as Rádio Galáxias de Linhas Largas (*Broad-Line Radio Galaxies* – BLRGs), que apresentam linhas de emissão estreitas e largas em seus espectros e as Rádio Galáxias de Linhas Estreitas (*Narrow-Line Radio Galaxies*

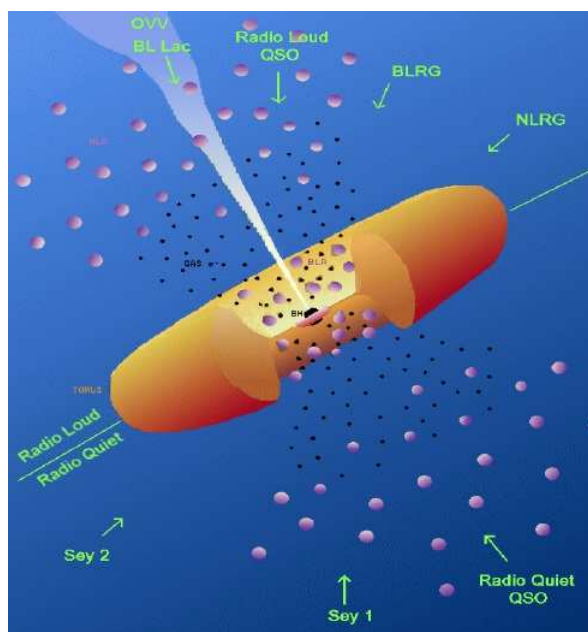
– NLRGs), que possuem apenas linhas estreitas.

Os LINERs possuem uma baixa luminosidade (a menor de todos os AGNs), devido à sua pouca atividade nuclear. Esta classe de AGN possui forte relação com as galáxias espirais, estando presente em praticamente metade delas (Peterson, 1997). Assim como ocorre com as Seyferts, os LINERs também são subdivididos entre os tipos 1 e 2. LINERs tipo 1 apresentam tanto linhas estreitas, quanto linhas largas em seus espectros, enquanto que o tipo 2 apresenta somente linhas estreitas.

Os *Blazares* apresentam um núcleo compacto e brilhante, com espectro não térmico e linhas de emissão e absorção muito fracas. A emissão contínua é intensa e com grande variabilidade em curtos períodos de tempo (dias ou semanas), apresentando também emissão em luz polarizada (Oliveira Filho K. S. & Saraiva, 2004). Estes objetos são também fontes de rádio e acredita-se serem rádio galáxias em que a linha de visada é orientada na direção do jato.

O Modelo Unificado de AGNs, representado na Figura 1.2, baseia-se em uma representação esquemática usando como parâmetros físicos a luminosidade, emissão em rádio e orientação em relação a linha de visada para diferenciar as classes de AGNs (Antonucci, 1993; Urry; Padovani, 1995; Osterbrock, 1978). O SMBH central é circundado pelo disco de acreção e está representado na Figura 1.2, por um “ponto” preto central.

Figura 1.2: Representação esquemática do modelo unificado de AGNs.



Fonte: Figura extraída de: www.astro.iag.usp.br

O disco de acreção possui um tamanho muito pequeno ($<0,1pc$), comparado com a galáxia hospedeira. Acredita-se que o material que é acretado não flui radialmente na direção do buraco

negro central, mas que possui um momento angular e espirale em torno do mesmo, formando dessa forma o disco de acreção. Porém, nem todo material que chega nas proximidades flui em direção ao buraco negro, parte deste é desviado do horizonte de eventos e lançado a grandes distâncias do núcleo. Provavelmente a maior parte da emissão proveniente dos AGNs é devida a emissão do disco de acreção.

A Região de Linhas Largas (BLR - *Broad-Line Region*) localiza-se nas proximidades do disco de acreção e possui um tamanho menor do que um parsec (< 1 pc). Esta proximidade com o centro explica as altas velocidades das nuvens de gás, com FWHM de até 10^4 km s $^{-1}$. A região onde são produzidas as componentes estreitas das linhas de emissão (NLR - *Narrow-Line Region*) é mais extensa (≈ 10 pc a 1 kpc). A densidade eletrônica (10^3 a 10^6 cm $^{-3}$) dessa região é menor que da BLR, com velocidades menores para as nuvens, havendo também formação de linhas proibidas. As temperaturas da NLR e BLR são semelhantes, da ordem de 10^4 K (Osterbrock; Ferland, 2006).

Os jatos de partículas relativísticas são originados na região interna do disco de acreção e podem se estender até escalas de alguns Mpc de distância do núcleo, como observado em rádio galáxias.

Se a linha de visada de um observador estiver direcionada diretamente para a borda do toroide de poeira, então será observada emissão somente da NLR pois a região da BLR ficará obscurecida pelo toroide. Com estas características o AGN é classificado como de tipo 2, apresentando espectros somente com linhas de emissão estreitas. Caso o ângulo de observação seja mais elevado, serão observadas as duas regiões (BLR e NLR) e o AGN será classificado como de tipo 1 (seus espectros apresentam linhas estreitas e largas). A classificação dos AGNs está relacionada também com a luminosidade da fonte central. O toroide de poeira é considerado um agente colimador e causa o obscurecimento da radiação incidente nele (Antonucci; Miller, 1985). O modelo mais aceito atualmente para o toroide está relacionado com uma distribuição de nuvens de forma individual e com um determinado espaçamento entre elas (Nenkova et al., 2008). Uma representação esquemática deste modelo pode ser observada na Seção 1.4, onde serão apresentados mais detalhes sobre esta estrutura.

1.2 Feeding de AGNs e Formação Estelar

Barras e braços espirais nucleares podem representar agentes de transporte de gás de escalas galácticas à escalas de dezenas até centenas de parsecs do núcleo das galáxias. O gás ao colidir com estas estruturas perde momento angular e se move em direção ao centro da galáxia. De fato, tais escoamentos de gás em direção ao centro (*inflows*) têm sido detectados através do uso de observações com unidades de campo integral. Por exemplo, Riffel et al. (2009) utilizaram espectroscopia de campo integral no infravermelho próximo para a galáxia Seyfert 2 NGC 7582

e detectaram emissão de hidrogênio molecular com excesso de *blueshifts* de cerca de 20 km s^{-1} , observados coespacialmente com a barra nuclear, sugerindo haver *inflows* de gás molecular em direção ao núcleo ao longo da barra em escalas de centenas de parsecs. *Inflows* de H_2 semelhantes também já haviam sido observados para a galáxia NGC 4051 (Riffel et al., 2008), porém neste caso não ao longo de uma barra nuclear, mas ao longo de braços espirais nucleares.

Para NGC 7582, Riffel et al. (2009) sugerem que *inflows* de gás ocorrem principalmente com gás “frio”, enquanto *outflows* (ejeções de matéria do núcleo) são observados para o gás ionizado. Eles também mostram que o gás emissor de H_2 possui uma cinemática que parece “mais fria” e juntamente com a distribuição de fluxo sugerem que o gás molecular é mais restrito ao plano galáctico, enquanto o gás ionizado parece se estender até latitudes galácticas mais altas, possuindo uma cinemática mais “quente”. Ainda conforme os autores, estes resultados sugerem que o *feeding* do AGN é dominado por *inflows* de gás molecular frio, enquanto que o gás ionizado tem contribuição principalmente para o *feedback* (modificações no ambiente devido a *outflows*) e possível interação dos mesmos com o gás ambiente.

Storchi-Bergmann et al. (1999) apresentaram espectroscopia de fenda longa no infravermelho próximo para galáxias Seyfert Circinus e NGC 2110. Observaram uma maior dispersão de velocidades para o [Fe II] em comparação com a emissão de H_2 . Os resultados obtidos sugerem que o gás molecular pode ser considerado um traçador de *feeding* do AGN e o gás ionizado um traçador do seu *feedback*. Os *inflows* de gás em direção a região central de galáxias podem fazer com que o material se acumule, formando as chamadas regiões de formação estelar circumnuclear. A origem de anéis de formação estelar tem sido explicada basicamente por dois tipos de cenários denominados *pearls on a string* e *popcorn*, que estão relacionados a forma com que o gás chega na região central das galáxias. Estes cenários serão discutidos na próxima seção.

Outro exemplo de detecção de *inflows* de gás molecular é apresentado em Davies et al. (2009). Os autores observaram a existência de 3 braços espirais que se estendem para o interior dos 100 parsecs centrais da galáxia NGC 1097. São detectados movimentos não circulares de gás molecular que são interpretados como *inflows*. Os autores também estimam que a taxa de *inflow* de matéria ao longo dos braços é de $\approx 1,2 M_{\odot}/\text{ano}$. Os autores concluem que o gás pode ser transportado para os parsecs centrais da galáxia através da espiral nuclear e que a quantidade de gás disponível na região central de NGC 1097 poderia sustentar a atividade nuclear por cerca de 10^9 anos com sua potência atual.

Mazzalay et al. (2013) realizaram um mapeamento bidimensional da distribuição e cinemática do gás molecular quente e gás ionizado na região central de uma amostra de seis galáxias próximas, a partir de observações com o instrumento SINFONI do VLT (*Very Large Telescope*). Os autores apresentam mapas de fluxos para as linhas de emissão de H_2 , $\text{Br}\gamma$ e He I para as quais foram encontradas diferentes morfologias, incluindo barras e distribuições em forma de anel. Utilizando razões de linhas de emissão, os autores concluem que a excitação de H_2 para

as regiões centrais das galáxias observadas são devidas a processos térmicos havendo ou não um núcleo ativo na galáxia. A massa de gás molecular na região central é estimada em $\approx 10^5$ a $10^8 M_{\odot}$ e os valores obtidos para largura equivalente da linha de emissão $\text{Br}\gamma$, em conjunto com a razão de intensidades das linhas $\text{He I}/\text{Br}\gamma$, indicam haver surtos de formação estelar em NGC 4536 ocorrendo em um anel com raio de ≈ 270 pc.

Os SMBH crescem no centro das galáxias em consonância com elas. Storchi-Bergmann e Müller (2018) discutem os mecanismos de *feeding* que levam ao crescimento dos SMBH. A evolução da galáxia que hospeda um AGN e o crescimento do SMBH estão fortemente relacionados com a alimentação deste SMBH. De acordo com os autores, as taxas de *inflows* de massa são geralmente muito maiores do que o necessário para abastecer um AGN e também o suficiente para que ocorra a formação estelar na região central da galáxia. O *feedback* também tem um papel importante, pois as taxas de *outflows* de massa do AGN em escalas de 100 pc a 1 kpc são muito maiores do que as taxas de acreção do AGN, implicando que os *outflows* são compostos pelo gás que está ao redor do AGN. Os autores apresentam uma discussão sobre os mecanismos de *feeding* de SMBH levantando aspectos observacionais para escalas extragalácticas, galácticas e escalas nucleares. A seguir apresenta-se um breve resumo para as diferentes escalas, seguindo Storchi-Bergmann e Müller (2018):

- **Escalas extragalácticas:** As grandes fusões (*major mergers*) são as principais responsáveis pela atividade nuclear para AGNs de grande luminosidade, conforme modelos e simulações. De acordo com os autores, o efeito parece mais claro em amostras de AGNs selecionadas a partir da emissão no infravermelho e menos claro em amostras selecionadas a partir de luminosidade em raios-X. Isto pode estar relacionado ao fato de que o AGN é mais brilhante no infravermelho em um estágio anterior ao da fusão, quando pode ser mais facilmente identificado. Para os AGNs de luminosidade mais baixa, as fusões menores (*minor mergers*) podem alimentar a atividade nuclear por gás em galáxias *early-type*, enquanto que processos seculares dominam em galáxias *late-type*. A acreção de correntes de gás frio do meio intergaláctico pode ser também fonte de combustível para os AGNs.
- **Escalas galácticas:** Conforme os autores, o papel das barras em alimentar o AGN não está bem claro apesar de alguns modelos mostrarem que as barras são um meio importante para produção de *inflows*, com gás que flui ao longo de uma barra para aproximadamente 1 kpc do centro, formando anéis de formação estelar. Estudos utilizando grandes amostras de galáxias não indicam uma presença maior de barras em galáxias que hospedam AGNs em comparação com galáxias não ativas.
- **Escalas de centenas de parsecs:** Os processos mais relevantes para a alimentação do SMBH ocorrem dentro das centenas de parsecs centrais, por meio de estruturas não aximétricas observadas para o interior das poucas centenas de parsecs de AGNs próximos,

conforme modelos teóricos de evolução de galáxias. Porém, o uso de espectroscopia de campo integral juntamente com dados obtidos com o interferômetro ALMA (*Atacama Large Millimeter/submillimeter Array*), revelam *inflows* em associação à espirais ou barras nucleares. As velocidades dos *inflows* estão na faixa de 50 a 100 km s⁻¹ e as taxas de *inflows* de 0,01 a poucas M_⊙ yr⁻¹. O acúmulo de gás na região nuclear leva a formação de novas estrelas. Assinaturas de formação estelar recente tem sido vistas em discos compactos ou anéis em escalas de 100 pc, sugerindo uma coevolução do SMBH e das galáxias hospedeiras.

De acordo com o que foi abordado até este momento, pode-se dizer que o gás ionizado e o gás molecular apresentam cinemáticas distintas. O gás molecular geralmente está restrito ao plano da galáxia, com cinemática dominada por uma componente de disco em rotação, observando-se *inflows* de gás em direção ao núcleo da galáxia em alguns casos. O gás ionizado pode estender-se à grandes latitudes a partir do plano da galáxia, estando mais relacionado ao gás em *outflows* a partir do núcleo da galáxia. As taxas de *inflows* de massa são em geral maiores do que o necessário para alimentar o AGN e a formação estelar na região central da galáxia.

1.3 Formação Estelar Circumnuclear

Os estudos pioneiros de Morgan (1958) e Sérsic e Pastoriza (1967) – ver também Kennicutt Jr., Keel e Blaha (1989) – mostraram que existem muitas galáxias espirais hospedando regiões de formação estelar circumnuclear (*Circumnuclear Star Formation Regions* – CNSFRs). Desde então, muito progresso tem sido feito para o nosso conhecimento sobre como essas regiões são originadas. *Inflows* de gás de centenas de parsecs em direção ao centro das galáxias são atualmente comuns de serem observados (Riffel et al., 2008; Riffel; Storchi-Bergmann; Winge, 2013a). Esses *inflows* além de possivelmente alimentar o buraco negro supermassivo central, também podem desencadear a formação estelar (circum) nuclear. Estrelas formadas recentemente são de fato observadas em muitas galáxias ativas. A relação entre a atividade nuclear e a formação estelar é comumente chamada de conexão AGN-Starburst (Perry; Dyson, 1985; Norman; Scoville, 1988). Estudos sobre esta possível relação são de fundamental importância para explicar a provável coevolução do SMBH e sua galáxia hospedeira, pois a formação de estrelas na região central leva ao crescimento da massa do bojo, enquanto que o gás acreta pelo SMBH leva ao seu crescimento (Gebhardt et al., 2000; Martín-Navarro et al., 2016; van den Bosch,).

O *feedback* em AGNs pode estar relacionado com a conexão AGN-Starburst, exercendo influência sobre a formação estelar na galáxia hospedeira do AGN. De acordo com Silk e Rees (1998), *outflows* provenientes do AGN podem interagir dinamicamente com o gás na região

central, afetando a formação estelar ativa no disco. A formação estelar provavelmente continuará sob condições muito diferentes após ocorrerem os *outflows*, podendo haver uma interrupção da mesma. Davies et al. (2007a) analisam a formação estelar para 9 AGNs e concluem haver um atraso entre 50 e 100 milhões de anos ou mais, entre a formação estelar e o início das atividades do núcleo ativo. A interpretação é que a formação estelar influencia no combustível necessário para o SMBH dar origem ao AGN.

Em galáxias barradas o material pode escoar através das barras em grande escala para alcançar a região circumnuclear (Sakamoto et al., 1999; Jogee; Scoville; Kenney, 2005), onde pode ser acumulado e formar um reservatório de gás, favorecendo assim a formação estelar em anéis circumnucleares com raios de algumas centenas de parsecs (Simões Lopes et al., 2007; Böker et al., 2008a). *Inflows* de gás ionizado e molecular dentro do kiloparsec central de galáxias ativas próximas também foram observados em associação a espirais de poeira no ótico (Schnorr-Müller et al., 2014a, 2014b) e infravermelho próximo (Riffel et al., 2008; Riffel; Storchi-Bergmann; Winge, 2013a), como mencionado na seção anterior. Anéis em regiões de formação estelar circumnuclear são comumente observados em galáxias espirais, estando associados às ressonâncias interna e externa de Lindblad e podem ser produzidas pela barra ou por perturbações gravitacionais (Schwarz, 1981).

Esses anéis são mais frequentemente encontrados em galáxias hospedeiras de AGNs em comparação com galáxias normais ou galáxias Starbursts (Hunt; Malkan, 1999; Hunt et al., 1999). Além disso, os hospedeiros dos LINERs mostram maiores frações de anéis internos, enquanto que para as galáxias Seyfert os anéis externos são mais frequentemente observados com frações de anéis várias vezes maiores do que em galáxias normais (Hunt; Malkan, 1999). Em relação a presença de barras, Hunt e Malkan (1999) descobriram que as galáxias ativas e não-ativas apresentam incidência similar de barras em grande escala, assim a fração distinta de anéis parece ser a única diferença morfológica entre galáxias ativas e não ativas.

Vários estudos recentes tiveram como objetivo restringir as propriedades físicas das CNSFRs em galáxias ativas e não ativas (Davies et al., 2007b; Dors JR. et al., 2008a; Böker et al., 2008a; Falcón-Barroso et al., 2014; van der Laan et al., 2015; Riffel et al., 2016a). As CNSFRs mostram taxas de formação estelar de 10^3 – 10^1 M_{\odot} por ano e possuem massas de gás ionizado variando de 10^4 a 10^5 M_{\odot} (Dors JR. et al., 2008a; Riffel et al., 2016a).

O cenário que leva à formação das CNSFRs ainda é uma questão em aberto e a forma como o material se instala na região circumnuclear pode representar diferentes processos para a formação estelar. Por exemplo, Knapen (2005a) considera uma distinção entre CNSFRs e regiões de formação estelar nuclear: no primeiro, o material que chega na região central forma um anel circumnuclear com raio de ≈ 2 kpc, enquanto que no segundo o material se instala em regiões mais internas (dentro de algumas centenas de parsecs). Dois cenários principais foram propostos para a origem das CNSFRs: o cenário *popcorn* e o cenário *pearls on a string* (Böker

et al., 2008a; Elmegreen, 1994a). No primeiro cenário, após um aumento na densidade do gás devido ao acúmulo de material no anel, os aglomerados estelares são formados em posições aleatórias. Neste cenário, não há sequência de idades para os aglomerados estelares ao longo do anel. No segundo cenário, o gás flui para a região central ao longo das barras e se acumula em dois locais (nas pontas da barra), originando regiões de densidades elevadas (*over-dense regions* – ODR), onde as estrelas são formadas. Devido à rotação diferencial da barra e do disco da galáxia, a formação de estrelas “se move” ao longo do anel, levando a uma seqüência de idades para os aglomerados estelares jovens.

1.3.1 Cenários propostos para explicar a formação estelar circumnuclear

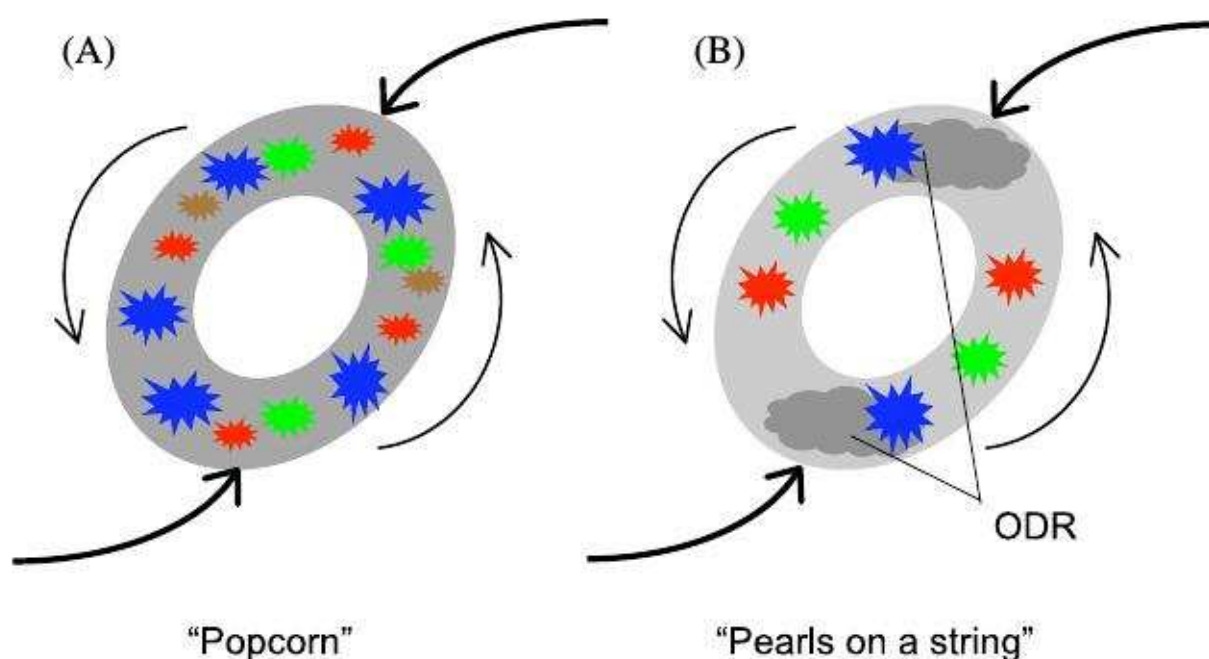
O gás que escoar em direção a região central das galáxias pode servir como combustível, tanto para a formação estelar circumnuclear quanto para a atividade do SMBH. Este cenário é chamado de conexão AGN-*Starburst*, no qual explosões de supernovas ou ventos de estrelas evoluídas podem conduzir material para as proximidades do disco de acreção e assim alimentar o SMBH central, ou o material que forma as estrelas poderia servir de alimento ao SMBH, havendo um atraso na formação estelar circumnuclear. Vários estudos têm sido realizados sobre formação estelar circumnuclear em galáxias ativas, porém a conexão AGN-*Starburst* ainda não foi claramente estabelecida (Elmegreen, 1994b; Kauffmann et al., 2003; Knapen, 2005b; Dors JR. et al., 2008b; Böker et al., 2008b; Riffel et al., 2009, 2016b).

Alguns destes trabalhos foram realizados usando espectroscopia de campo integral no infravermelho próximo. Por exemplo, Riffel et al. (2009) sugerem a existência da conexão AGN-*Starburst* para a galáxia NGC7582, podendo ocorrer de duas formas: a primeira é a existência de um reservatório de gás molecular que deu início a atividade nuclear e também serviu para a formação estelar circumnuclear. Na segunda situação, o gás molecular deu origem primeiro a formação estelar na região circumnuclear e, posteriormente, ventos dessas estrelas ao evoluírem, deram origem a atividade nuclear. Segundo os autores, a conexão AGN-*Starburst*, pode ser apoiada pela razão entre a taxa de acreção de massa e a taxa de formação estelar para a região circumnuclear da galáxia NGC 7582, com o valor de 0.26%, correspondendo ao esperado para a relação de *Magorrian* (Riffel et al., 2009), que relaciona a massa do SMBH e a dispersão de velocidades de estrelas do bojo da galáxia hospedeira.

O modo como o material flui em direção à região central pode ser através dos braços espirais das barras das galáxias ou de interações entre as galáxias. Knapen et al. (2000), fazem observações para a região central da galáxia espiral barrada M 100 na qual ocorrem *starbursts* circumnucleares, existindo também uma ressonância interna dupla (ressonância de *Lindblad*), pois o gás que chega à região circumnuclear é acumulado e forma uma estrutura em forma de anel. Anéis de formação estelar circumnucleares com raios de centenas de parsecs são co-

mumente vistos em AGNs (Muñoz Marín et al., 2007a; Dors JR. et al., 2008b; Riffel et al., 2016b).

Figura 1.3: Modelos de possíveis cenários, para a formação estelar circumnuclear: *popcorn* e *pearls on a string*. No painel da esquerda no modelo *popcorn*, observa-se uma região mais densa (cinza escuro), que corresponde ao gás frio, necessário para a formação estelar. Nessa figura os símbolos nas diversas cores, correspondem a aglomerados jovens de estrelas, onde a idade do aglomerado aumenta no sentido: azul \rightarrow verde \rightarrow vermelho. No painel da direita o modelo *pearls on a string* apresenta regiões de sobredensidade (*overdensity region* - ODR), havendo uma sequência mais bem definida para as idades dos aglomerados estelares.



Fonte: Böker et al. (2008b).

Foram propostos dois cenários para a formação de regiões de formação estelar circumnuclear: *popcorn* e *pearls on a string*. Böker et al. (2008b) mostram como seriam estes cenários e suas diferenças, como ilustrado na Figura 1.3. Nessa figura as setas maiores representam o material que chega ao anel circumnuclear e as menores mostram o gás movendo-se na região do mesmo. No cenário *popcorn* (painel esquerdo), após o gás chegar na região circumnuclear, ele se acumula, surgindo uma região com maior densidade de gás e formando um anel, que ao atingir uma densidade crítica, juntamente com a ocorrência de turbulências, irá se tornar instável, colapsando gravitacionalmente e induzindo a formação de estrelas. Segundo os autores, neste modelo toda a estrutura do anel começa a formação estelar ao mesmo tempo ou em grupos individuais (*hot spots*), colapsando em tempos diferentes dentro do anel, não havendo uma sequência de idades para os *hot spots* ao longo do mesmo. É atribuído o nome de *popcorn-model* (modelo de pipoca), devido a forma como o material se estoca ao longo do anel, com

surtos de formação estelar.

O segundo cenário *pearls on a string* (pérolas em uma “cadeia”) pode ser observado no painel da direita na Figura 1.3. Neste segundo modelo, é mostrada a existência de surtos de formação estelar, quase que instantâneos e localizados em uma determinada região do anel. Essa região onde a densidade do gás é suficientemente alta para dar início à formação estelar, é chamada de região de sobredensidade (*overdensity region* – ODR) e sua localização exata depende de detalhes do potencial gravitacional. Porém, estas regiões são encontradas com maior frequência nas proximidades do local onde o gás entra no anel, conforme é observado na Figura 1.3. Há dois locais indicados por setas, mostrando a entrada do gás no anel, na forma de nuvens e também a localização das regiões de sobredensidade.

Após o término dos surtos de formação estelar nas regiões de sobredensidade, as estrelas irão envelhecer, seguindo uma órbita em torno da região que compreende o anel, produzindo vários aglomerados estelares que recebem o nome de *pearls on a string*. Neste cenário haveriam dois segmentos de aglomerados estelares em lados opostos do anel, de modo que os mais jovens têm suas localizações nas proximidades da ODR (observado em azul na Figura 1.3), onde a idade do aglomerado aumenta no sentido do azul para o vermelho.

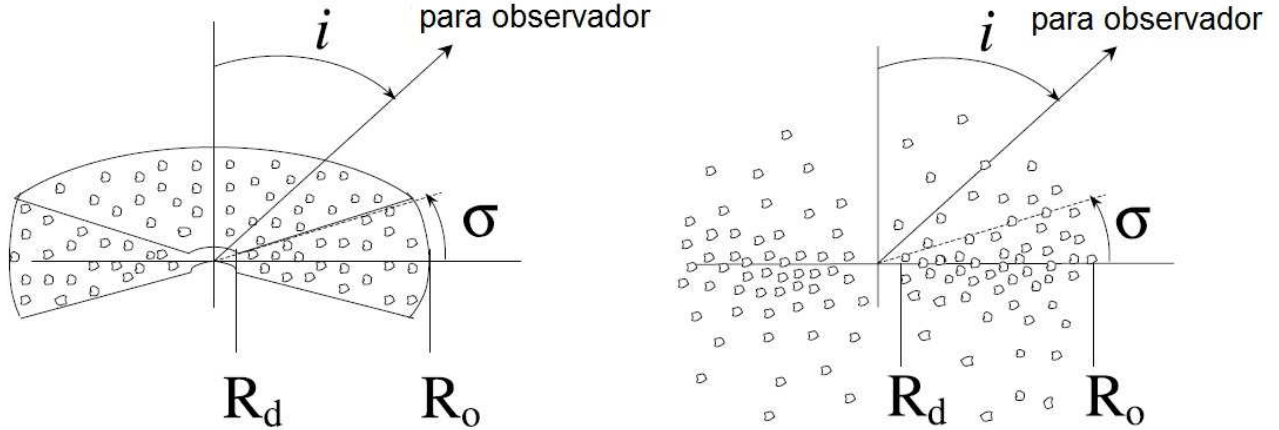
1.4 O toroide de poeira em AGNs

O toroide de gás e poeira é um agente colimador, pois causa o obscurecimento da radiação incidente nele. Está localizado ao redor da BLR e é previsto pelo modelo unificado de AGNs. A forma na qual a poeira se distribui no toroide é motivo de discussão. Uma forma bastante abordada é que este toroide seja uma região de densidade contínua em função de seu raio (Antonucci; Miller, 1985). Porém, o modelo mais aceito atualmente está relacionado com uma distribuição de nuvens (Nenkova et al., 2008), considerando a existência de várias nuvens de poeira distribuídas individualmente e com um determinado espaçamento entre elas.

Na distribuição individual de nuvens pode haver uma diferença de temperatura para cada nuvem, pois a temperatura está relacionada com a distância da fonte de energia. Quanto mais próxima a nuvem estiver do núcleo, mais facilmente sua temperatura será maior, porém, pode haver temperaturas diferentes para nuvens a uma mesma distância desta fonte. A explicação para isto é que a face iluminada da nuvem que está recebendo a luminosidade irá possuir uma temperatura maior, enquanto que a face não iluminada possui uma temperatura menor. Desta forma, uma nuvem com a face iluminada e mais distante da fonte na região central pode ter a mesma temperatura da face não iluminada de outra nuvem que está bem próxima da região central.

Na Figura 1.4 mostra o toroide de poeira com morfologias diferentes. Na ilustração da esquerda é observada uma representação de nuvens de poeira em torno da BLR, que se asseme-

Figura 1.4: Representação esquemática de dois tipos de modelos para o toroide de poeira, com um raio que vai do raio de sublimação de poeira (R_d) até o raio externo ao toroide (R_o) (Nenkova et al., 2008).



Fonte: Nenkova et al. (2008) com modificações.

lha a uma “rosquinha”. Esta morfologia é uma representação das nuvens com uma densidade contínua. Na representação da direita as nuvens estão distribuídas de forma não uniforme e a densidade de nuvens diminui com a altura em relação ao plano do disco. Este tipo morfológico para o toroide de poeira também é chamado de distribuição *clumpy*. Nessas figuras R_d representa o raio de sublimação da poeira e R_o representa o raio externo do toroide. A temperatura é gradativamente maior a medida que a distância em relação a fonte central diminui, sendo que nas regiões mais próximas do centro as temperaturas são altas e os grãos de poeira sublimam. A partir desta análise para distâncias muito pequenas, o toroide de poeira não existe. Tanto para a morfologia do lado esquerdo da Figura 1.4, quanto para a do lado direito, o modelo unificado prevê que o toroide de poeira deve absorver parte da radiação que incide sobre ele, reemitindo esta radiação na parte infravermelha do espectro eletromagnético.

O modelo composto por várias nuvens para o toroide de poeira é o mais indicado, conforme observações realizadas com interferometria no infravermelho (Jaffe et al., 2004; Tristram et al., 2007). Nenkova et al. (2008) mostram que o modelo para o toroide de poeira é melhor reproduzido para densidades de nuvens que caem por um fator de $1/r^2$.

Para saber a distância mínima da fonte central para a existência de poeira, Nenkova et al. (2008) assumem um valor de 1500 K para a temperatura de sublimação da poeira, em que o raio de sublimação R_d é dado conforme a Equação 1.1.

$$R_d \approx 0,4 \left(\frac{L}{10^{45} \text{erg s}^{-1}} \right)^{1/2} \left(\frac{1.500\text{K}}{T_{\text{sub}}} \right)^{2,6} \text{ pc}, \quad (1.1)$$

onde L é a luminosidade do AGN e T_{sub} a temperatura de sublimação da poeira.

Os valores típicos para a temperatura de sublimação da poeira estão em torno de 1 000 a 1 700 K. Valores para a temperatura do toroide de poeira podem ser obtidos a partir do ajuste de corpo negro ao espectro observado, devido a emissão da componente quente do toroide. Neste trabalho, utilizaremos espectros no infravermelho próximo, a fim de determinar a temperatura típica da poeira que contribui para a emissão nesta região do espectro, bem como a determinação da massa de poeira quente no núcleo de uma amostra de galáxias ativas. A seguir apresentamos a revisão de alguns trabalhos que realizaram estudos semelhantes.

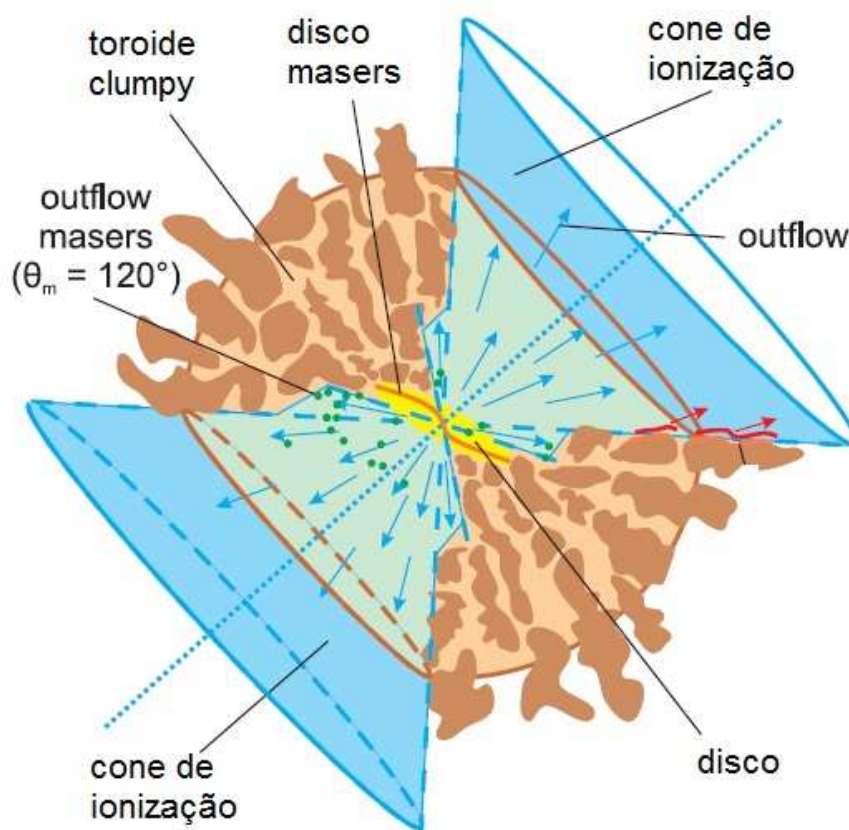
Rodríguez-Ardila e Mazzalay (2006) realizaram um estudo da região nuclear da galáxia Mrk 1239 e ajustam uma distribuição de Planck para reproduzir o espectro contínuo no infravermelho próximo do núcleo da galáxia, encontrando uma temperatura de $T \approx 1\,200$ K. A massa de poeira quente encontrada é de $2,7 \times 10^{-2} M_{\odot}$. Os autores argumentam que os resultados obtidos fornecem evidências adicionais para a presença do toroide de poeira, conforme previsto pelo modelo unificado de AGNs. Já, Riffel, Storchi-Bergmann e McGregor (2009) analisam o espectro nuclear da galáxia Seyfert NGC 4151 utilizando dados obtidos no ótico e infravermelho próximo. Encontram valores para a temperatura da componente quente de $T = 1\,360 \pm 50$ K e massa de poeira quente de $(3,1 \pm 0,7) \times 10^{-4} M_{\odot}$ localizada na região nuclear não resolvida pelas observações. Riffel et al. (2009) encontram valores similares ao estudarem o espectro nuclear da galáxia NGC 7582. Os autores encontram uma fonte nuclear não resolvida cujo espectro no infravermelho próximo é melhor reproduzido por uma função de corpo negro com temperatura típica de $T \approx 1\,050$ K. Esta componente é atribuída à emissão de poeira localizada a menos de 25 pc do núcleo, possuindo uma massa de poeira quente de $\approx 3 \times 10^{-3} M_{\odot}$. Recentemente, Diniz, Riffel e Dors (2018) realizam um estudo da região central da galáxia Mrk 352 a partir de observações de espectroscopia de campo integral no infravermelho próximo, realizadas com o instrumento NIFS acoplado ao telescópio Gemini Norte. Os autores ajustam o espectro nuclear integrado por função de corpo negro, obtendo uma temperatura de $T \approx 1\,300$ K e uma massa de poeira quente de $2 \times 10^{-3} M_{\odot}$. Dessa forma, observa-se que a massa de poeira quente no núcleo de galáxias Seyfert varia em pelo menos duas ordens de grandeza, ou seja, de 10^{-4} – $10^{-2} M_{\odot}$.

A observação direta do toroide de poeira somente se tornou possível com o desenvolvimento de técnicas de interferometria no infravermelho, onde os trabalhos pioneiros foram os de Jaffe et al. (2004) e Tristram et al. (2007). Jaffe et al. (2004) analisaram a poeira da região nuclear da galáxia NGC 1068 utilizando o interferômetro MIDI (*Mid-Infrared Interferometer*) que opera no infravermelho médio, acoplado aos telescópios VLT. A resolução espacial dos dados foi de 1 pc. Os autores encontraram emissão resolvida próxima ao núcleo, apresentando uma componente de poeira a 300 K, distribuída em uma região com tamanho $2,1 \times 3,4$ pc.

Tristram et al. (2007) fazem um estudo da extensão e morfologia da distribuição de poeira nuclear para a galáxia Circinus, usando observações interferométricas de alta resolução no

infravermelho médio obtidas com o interferômetro MIDI, cobrindo a faixa de comprimento de onda de 8 a 13 μm . Os autores encontraram que a distribuição de poeira no núcleo da galáxia Circinus pode ser explicada por duas componentes: uma componente de poeira densa e quente em forma de disco de tamanho 0,4 pc, e uma componente de toroide geometricamente espesso e ligeiramente mais frio, com um tamanho de 2,0 pc. A conclusão foi que o toroide da galáxia Circinus é irregular e com temperaturas variando entre 800 K a 200 K. De acordo com esses dados, os autores concluem que é difícil uma interpretação de um toroide com distribuição contínua de densidade. Este trabalho apresenta suporte para uma distribuição de nuvens do tipo *clumpy*.

Figura 1.5: Representação do toroide de poeira para os parsecs centrais da galáxia Circinus, a partir de observações com interferometria.



Fonte: Tristram et al. (2007) com modificações

A Figura 1.5 mostra uma representação esquemática das estruturas observadas na região central da galáxia Circinus com ênfase na distribuição de nuvens do toroide. A representação do toroide de poeira possui duas regiões para a emissão de poeira no núcleo da galáxia Circinus: uma região mais estendida com um raio de 1,0 pc e uma temperatura de ≈ 300 K e uma outra

região mais interna, com um raio de 0,2 pc e uma temperatura ligeiramente maior, da ordem de 330 K, porém bem achatado com menor absorção de silicato. Os autores interpretam essas componentes como sinais de um toroide geométrico de poeira quente em torno de uma estrutura semelhante a um disco mais quente. Na Figura 1.5 observa-se com grande inclinação um disco que está rodeado pelo toroide de poeira com uma distribuição do tipo *clumpy*.

Tristram et al. (2007) indicam que o trabalho foi a primeira confirmação direta para a presença de uma estrutura de poeira estendida perpendicularmente ao *outflow* e ao cone de ionização em um AGN (conforme observado na Figura 1.5), sem levar em conta qualquer conhecimento prévio sobre a fonte. Outra característica para o núcleo de Circinus é uma emissão muito forte de *masers* de vapor de água, que parecem estar associados ao toroide.

1.5 Motivação e Objetivos

A formação estelar circumnuclear em galáxias de núcleo ativo e as condições físicas da região central têm sido objetos de vários estudos, inclusive por nosso grupo de pesquisa conforme algumas referências citadas anteriormente.

Em "Hennig" (2014), analisamos os cubos de dados no infravermelho próximo para a galáxia Mrk 1066 utilizando a técnica chamada Tomografia PCA (Steiner et al., 2009). Encontramos pela primeira vez nessa galáxia um anel de gás molecular na região circumnuclear que representa um possível precursor de formação estelar ou regiões de formação estelar "envelhecidas", que já não possuem estrelas emitindo fótons ionizantes. Uma das motivações do estudo de anéis de formação estelar circumnuclear é investigar o fato de que estes parecem ser os precursores para a formação estelar ou precursores de regiões de formação estelar, como os vistos em Mrk 1066. Existem poucos trabalhos na literatura que fazem um estudo das propriedades destas regiões, assim como o cálculo dos parâmetros físicos de cada região. Outra questão é que existem pouquíssimos resultados na literatura acerca da definição de um cenário para a origem das CNSFRs. Isso nos motivou a utilizar espectroscopia de campo integral no infravermelho próximo para a galáxia Seyfert 1 Mrk 42, que possui um anel de CNSFRs para caracterizar as propriedades físicas das regiões de formação estelar e verificar possíveis relações com a atividade nuclear.

Outro aspecto relevante no estudo de AGNs refere-se a presença do toroide de poeira. Em um cenário em que *inflows* de gás desencadeiam a formação de estrelas jovens na região central de galáxias e ao mesmo tempo são responsáveis pela alimentação do SMBH central. A presença do toroide de poeira (e do AGN) pode estar relacionada com a formação estelar na região central. De modo a investigarmos as características da poeira quente da região central de AGNs, analisamos espectros para uma amostra de 15 galáxias Seyferts com o objetivo de determinar a temperatura e a massa de poeira no núcleo destas galáxias. Somente alguns

trabalhos deste tipo já foram realizados e isso nos motivou a realizar esta análise.

Assim os objetivos específicos desta tese são os seguintes:

- Caracterizar a distribuição e cinemática do gás na região central da galáxia Mrk 42 a partir de ajustes dos perfis das linhas de emissão presentes no espectro infravermelho próximo e construção de mapas bidimensionais para fluxos, velocidades e dispersões de velocidades para as linhas mais intensas;
- Resolver espacialmente os complexos de formação estelar presentes no anel de CNSFRs de Mrk 42, previamente conhecido, e determinar propriedades físicas destas regiões;
- Investigar os cenários físicos possíveis para a origem do anel de CNSFRs em Mrk 42;
- Investigar possíveis relações entre a atividade nuclear e a formação estelar em Mrk 42;
- Isolar a contribuição do AGN para os espectros nucleares da nossa amostra (15 galáxias Seyfert), a partir da subtração da contribuição da população estelar subjacente;
- Caracterizar o espectro do AGN a partir do ajuste por funções de Lei de potência e de corpo negro;
- A partir dos parâmetros resultantes do ajuste da função de corpo negro, determinar a massa de poeira quente para o núcleo das galáxias ativas e verificar possíveis correlações da mesma com propriedades dos AGNs.

O estudo da região central de Mrk 42 resultou em um artigo científico (Hennig et al., 2018), que caracteriza o anel de regiões de formação estelar e também uma análise da cinemática e distribuição do gás para $1,5 \times 1,5 \text{ kpc}^2$ centrais. A caracterização da emissão de poeira em galáxias Seyfert representa um trabalho em andamento com objetivo de publicação futura.

Esta tese está organizada da seguinte maneira: O Capítulo 2 apresenta a amostra, a descrição das observações e do tratamento dos dados utilizados. O Capítulo 3 apresenta as metodologias adotadas na análise dos dados. Os resultados e discussões acerca de Mrk 42 são apresentados no Capítulo 4 e no Capítulo 5, a caracterização da poeira para a amostra de 15 AGNs. As conclusões e perspectivas são apresentadas no capítulo 6.

Capítulo 2

Dados e Amostra

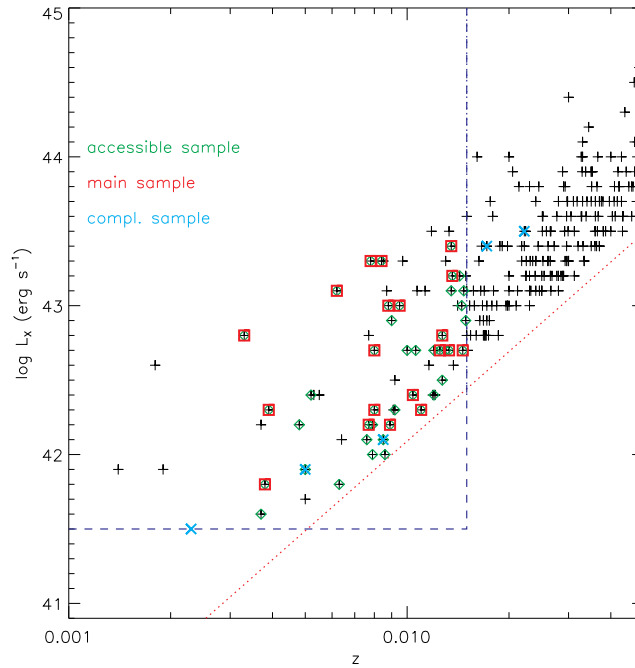
2.1 Amostra de galáxias

Com o objetivo de estudar as propriedades da poeira quente prevista pelo modelo unificado de AGNs, utilizamos uma amostra de galáxias selecionada do trabalho de Riffel et al. (2018a). Este artigo faz parte do projeto *Gemini NIFS survey of feeding and feedback processes in nearby active galaxies* e os autores apresentam uma caracterização da amostra de galáxias. O objetivo do projeto consiste em investigar em detalhes a região central de galáxias ativas próximas, utilizando espectroscopia de campo integral no infravermelho próximo de modo a estudar os processos de *feeding* e *feedback* dos AGNs. Para isto os autores utilizam dados obtidos com o instrumento NIFS instalado no telescópio Gemini Norte nas bandas J e K.

Os objetos da amostra de Riffel et al. (2018a) foram selecionados do catálogo *Swift-BAT 60-month* (Ajello et al., 2012), utilizando como critérios principais: 1) galáxias próximas com *redshift* $z \leq 0,015$ a fim de possibilitar resolver escalas de dezenas de parsecs; 2) inclusão de objetos com luminosidades em raios-X $L_X \geq 10^{41,5} \text{ erg s}^{-1}$ medida na banda 14–195 keV (raios-X duros), que mede diretamente a emissão do AGN e é menos afetada por efeitos de extinção e espalhamento da radiação devido a poeira, ou seja, este é um critério que seleciona somente AGNs genuínos e 3) o objeto deve estar acessível às observações do Gemini-NIFS ($-30^\circ < \delta < 73^\circ$), com um núcleo brilhante o suficiente para guiar as observações ou usando estrelas guias naturais de campo. Como o objetivo principal do projeto é estudar os mecanismos de *feeding* e *feedback*, foi incluída a seguinte restrição: foram excluídos todos os objetos que não possuem emissão estendida no ótico para a linha [O III] $\lambda 5007$, previamente detectada em dados obtidos da literatura. Esse critério amplia a possibilidade de detecção de emissão estendida para as linhas de emissão do infravermelho próximo, essencial para a medir a cinemática e distribuição do gás e verificar possíveis *inflows* e *outflows*, associados aos processos de *feeding* e *feedback* dos AGNs.

A amostra principal de Riffel et al. (2018a) consiste de 20 galáxias as quais satisfazem

Figura 2.1: Plot de $\log L_X$ versus z para galáxias Seyfert. As cruces em preto mostram todos os 257 objetos com $\log L_X \geq 10^{41,5}$ ergs $^{-1}$ disponíveis no catálogo *Swift-BAT 60-month*. Os diamantes verdes representam os 43 objetos acessíveis para o NIFS ($-30^\circ < \delta < 73^\circ$). Os quadrados vermelhos representam a amostra principal, composta de 20 objetos. Os símbolos \times em ciano mostram os objetos da amostra complementar. A linha vermelha pontilhada mostra o limite de detecção do satélite Swift. As linhas tracejadas mostram os limites para $\log L_X$ e z usada a amostra do NIFS, com $\log L_X \geq 10^{41,5}$ ergs $^{-1}$ e $z \leq 0,015$.



Fonte: Riffel et al. (2018a).

todos os critérios de seleção acima. Os autores adicionaram à amostra mais 9 galáxias Seyferts observadas anteriormente usando o NIFS nas mesmas bandas. Essa amostra é chamada de amostra complementar pelos autores. Assim, a amostra total apresentada em Riffel et al. (2018a) é de 29 galáxias Seyfert.

A Figura 2.1 mostra o plot de $\log L_X$ versus z para toda a amostra de AGNs do *Swift-BAT* com $z \leq 0,05$ e acessíveis para as observações do Gemini Norte ($-30^\circ < \delta < 73^\circ$). Os diamantes em verde mostram as galáxias acessíveis para o Gemini Norte que satisfazem os seguintes critérios: $\log L_X \geq 10^{41,5}$ ergs $^{-1}$ e *redshift* $z \leq 0,015$. Os quadrados em vermelho mostram a amostra principal que são os objetos que satisfazem todos os critérios acima e apresentam emissão de $[\text{O III}] \lambda 5007$ estendida previamente observada. Os símbolos \times em ciano mostram os objetos da amostra complementar detectada no catálogo *Swift-BAT 60-month*. As linhas horizontais e verticais mostram os cortes para $\log L_X$ e z usados para definir a amostra. A linha pontilhada vermelha indica o limite de detecção dos dados do catálogo *Swift-BAT 60-month*.

A fim de verificar se a inclusão do critério adicional da necessidade do objeto apresentar emissão estendida em $[\text{O III}] \lambda 5007$ não gera nenhum viés na amostra, Riffel et al. (2018a) construíram os histogramas mostrados na Figura 2.2. O painel da esquerda dessa figura mostra um histograma para a distribuição de $\log L_X$ para a amostra principal com *bins* de $\log L_X = 0,3$ no histograma hachurado. Em cinza é mostrada a amostra de 69 galáxias com $\log L_X \geq 10^{41,5}$ erg s^{-1} e $z \leq 0,015$ presentes no catálogo *Swift-BAT 60-month*. Observa-se que as distribuições de luminosidades e seus valores médios são semelhantes para a amostra total e para a amostra principal. Os autores realizaram o teste estatístico de *Kolmogorov-Smirnov* (K-S) para estimar o índice de confiança (KS) e a probabilidade de as duas distribuições serem retiradas da mesma distribuição (P). Os parâmetros obtidos foram $KS = 0,143$ e $P = 0,886$, que levaram a conclusão de que existe a probabilidade de $\approx 89\%$ do valor KS ser igual a 0,143 ou maior para valores a serem originados. Assim a inclusão da emissão adicional de $[\text{O III}]$ não altera a distribuição da amostra e a amostra principal pode ser considerada como representativa de AGNs próximos para as restrições adotadas para $\log L_X$ e z .

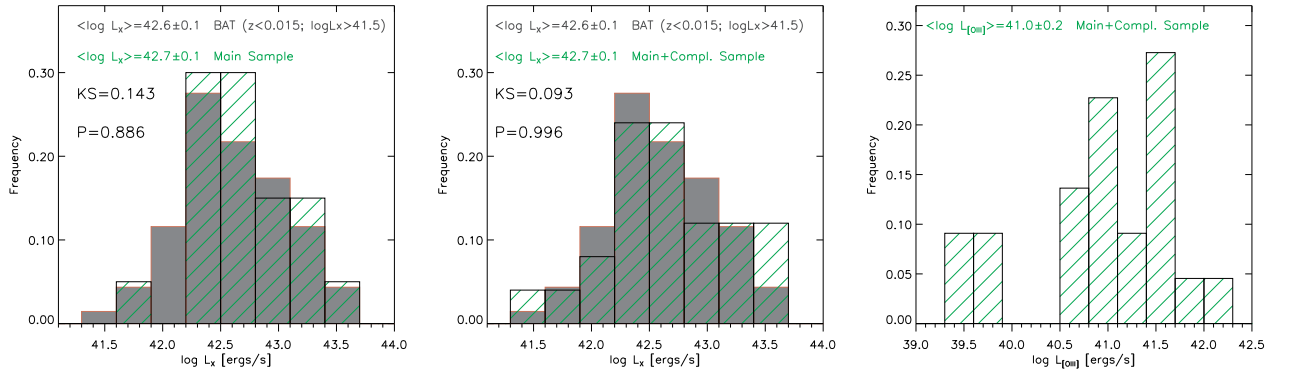
O painel do meio da Figura 2.2 mostra as mesmas distribuições do painel da esquerda, porém agora são incluídas as galáxias da amostra complementar de Riffel et al. (2018a) no histograma hachurado. Novamente, os resultados do teste estatístico indicam que ambas as amostras são originadas de uma mesma distribuição. O painel da direita tem somente o objetivo de mostrar a distribuição de luminosidades observadas para a linha $[\text{O III}] \lambda 5007$ para a amostra de Riffel et al. (2018a).

A construção da amostra para o estudo das propriedades de poeira nuclear em galáxias Seyfert partiu da amostra de 29 galáxias apresentadas em Riffel et al. (2018a). Entretanto, conforme mencionado em Riffel et al. (2018a) as observações do projeto ainda estão em andamento e nem todas as galáxias possuem dados disponíveis. A amostra de galáxias utilizada nesta tese foi reduzida para 14 objetos. Além dos objetos não observados, foram excluídas outras galáxias da amostra devido aos seguintes critérios:

- Para algumas galáxias já foram realizados estudos acerca da emissão do toroide de poeira, com valores de massa de poeira quente já disponíveis (NGC 4151 – Riffel, Storchi-Bergmann e McGregor (2009) e NGC 1068 – Storchi-Bergmann et al. (2012));
- A não detecção da componente que é devida a emissão de poeira quente (após ser realizado o ajuste do espectro nuclear livre da contribuição da população estelar) para as galáxias Mrk 1157 e NGC 5929.

Além da amostra acima, como mencionado na introdução desta tese, a primeira parte do trabalho refere-se ao estudo detalhado da região central da galáxia Mrk 42, com o objetivo de caracterizar o anel de formação estelar. Considerando que esta galáxia foi observada utilizando-se uma configuração similar à utilizada por Riffel et al. (2018a), utilizamos estes dados também

Figura 2.2: Histogramas para a distribuição de luminosidades em raios-X e [O III] λ 5007 das galáxias da amostra de Riffel et al. (2018a). O painel esquerdo mostra a distribuição em $\log L_X$ de todas as galáxias com $\log L_X \geq 10^{41,5}$ ergs $^{-1}$ e $z \leq 0,015$ do catálogo *Swift-BAT 60-month* em cinza, com a distribuição da amostra principal sobreposta e hachurada em verde no histograma. No painel central, foi incluída a amostra complementar. O painel direito mostra a distribuição das luminosidades [O III] λ 5007 para a amostra principal e amostra complementar. Todos os histogramas foram construídos usando um *bins* de $\log L_X = 0,3$ e os valores médios para cada distribuição são mostrados no topo de cada painel. Os resultados dos testes estatísticos (*KS* e *P*) são mostrados nos dois primeiros painéis.



Fonte: Riffel et al. (2018a).

para o estudo da emissão de poeira quente do núcleo desta galáxia. Dessa forma, a amostra final é composta por 15 galáxias observadas com o instrumento NIFS. Na Tabela 5.2 é apresentada a amostra de galáxias com algumas de suas propriedades físicas. A tabela mostra para cada galáxia: o *redshift*, sua classificação morfológica, a classificação do AGN, a velocidade radial heliocêntrica em km s^{-1} , a distância em Mpc e a escala que mostra o valor em parsecs que corresponde a $1''$.

2.2 O instrumento NIFS

Neste trabalho, os dados espectroscópicos foram obtidos com a Unidade de Campo Integral (IFU - *Integral Field Unit*), com o instrumento NIFS (*Near-Infrared Integral Field Spectrograph* - espectrógrafo de campo integral operando no infravermelho próximo), que opera com o módulo de ótica adaptativa do Gemini Norte (ALTAIR). O campo de visão do NIFS é de $3 \times 3 \text{ arcsec}^2$, e opera nas bandas Z, J, H e K, correspondendo a um intervalo espectral de $\approx 0,94$ a $2,40 \mu\text{m}$. O detector do NIFS é composto por um CCD (*Charge-Coupled Device*) com 2048×2048 pixels e os dados de saída fornecem uma espectroscopia tridimensional com duas dimensões espaciais (x e y), com pixels de dimensões $0,103'' \times 0,043''$ e uma espectral (λ) com resolução de poucos

Tabela 2.1: Amostra de galáxias para o estudo do toroide de poeira. (1) Nome da galáxia; (2) tipo morfológico, (3) tipo de atividade nuclear, (4) distância e (5) escala espacial. Dados retirados de (Riffel et al., 2018a), deste trabalho (Mrk 42) e NED (*Nasa/Ipac Extragalactic Database*) em <http://nedwww.ipac.caltech.edu>.

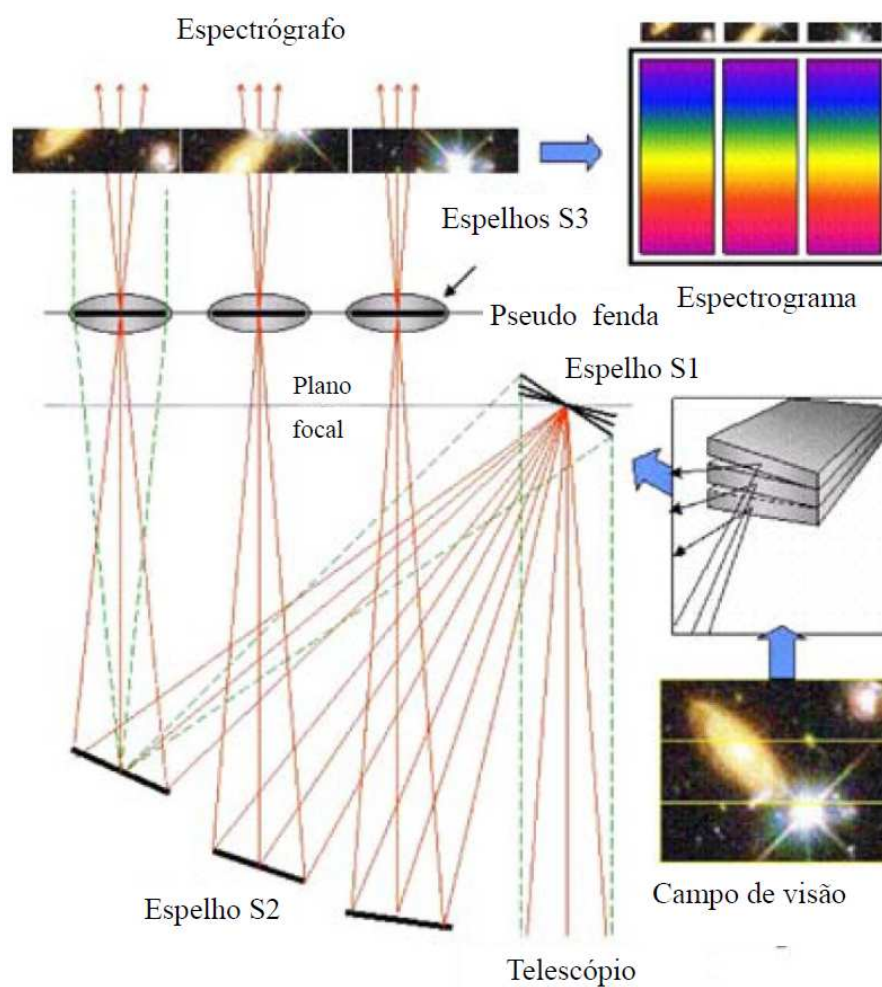
Galáxia	<i>Redshift</i>	Morfologia	Atividade nuclear	Veloc.radial (km/s)	Distância (Mpc)	Escala (pc/arcsec)
Mrk 03	0,014	SO?	Sy 2	4 050	57,2	277
Mrk 42	0,024	SBb	Sy 1	7 385	102,6	497
Mrk 79	0,022	SBb	Sy 1	6 652	91,6	444
Mrk 607	0,009	Sa? edge-on	Sy 2	2 663	36,1	175
Mrk 766	0,013	(R')SB(s)a?	Sy 1.5	3 876	53,1	257
Mrk 1066	0,012	(R)SB(s)+	Sy 2	3 605	50,8	246
NGC 788	0,014	SA(s)0/a	Sy 2	4 078	56,1	272
NGC 1052	0,005	E4	Sy 2	1 510	20,5	99
NGC 2110	0,008	SAB0-	Sy 2	2 335	30,2	146
NGC 3227	0,004	SAB(s)a pec	Sy 1.5	1 157	14,8	72
NGC 3516	0,009	(R)SB0 ⁰ ?(s)	Sy 1.5	2 649	38,0	184
NGC 4235	0,008	SA(s)a edge-on	Sy 1	2 410	32,1	155
NGC 5506	0,006	Sa pec edge-on	Sy 1.9	1 853	24,9	121
NGC 5548	0,017	(R')SA(s)0/a	Sy 1	5 149	71,2	345
NGC 5899	0,009	SAB(rs)c	Sy 2	2 562	36,8	178

Angstrom (≈ 1 a 2).

A Figura 2.3 mostra uma ilustração do princípio do AIS (*Advanced Image Slicer*) que é proposto por Content (1997) e representa a base para a construção do instrumento NIFS. Esta figura mostra o mesmo princípio observado na Figura 2.4, porém mais simplificada. A imagem inicialmente bidimensional ao entrar no campo de visão da IFU irá ser sub-dividida em imagens que ficarão lado a lado como se fossem várias fendas longas. Na Figura 2.3 os espelhos S1 irão fazer esta divisão, onde haverá sub-imagens (como em fendas longas) que posteriormente serão refletidas aos espelhos S2 e projetadas para outro conjunto de espelhos - S3, localizados na superfície do plano focal. Nos espelhos S3 as imagens serão reorganizadas para após chegarem ao espectrógrafo.

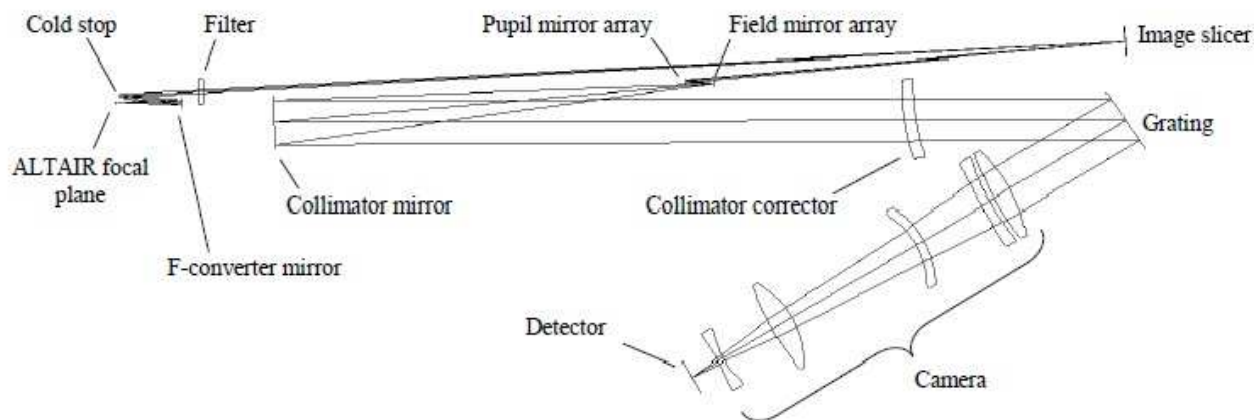
A Figura 2.4 mostra um esquema dos principais componentes do espectrógrafo NIFS. Inicialmente a luz irá incidir no campo de visão do NIFS, no local da *image slicer* e posteriormente irá incidir sobre 29 espelhos côncavos, onde a imagem será dividida em sub-imagens as quais ficarão lado a lado num formato similar ao de uma fenda longa. Após, a luz é direcionada para outro conjunto de espelhos côncavos, chamados de espelhos de pupila (*pupil mirrors*), que direcionará a luz para outro conjunto chamado de espelhos de campo (*field mirrors*). Após esse

Figura 2.3: Representação do princípio do AIS equipado com três *slices*.



Fonte: Allington-Smith et al. (2006), com modificações.

Figura 2.4: Esquema do espectrógrafo NIFS instalado no observatório Gemini Norte, com seus principais componentes.



Fonte: McGregor et al. (2003).

processo, a luz passará para o espelho colimador (onde os feixes de luz se tornarão paralelos) e por um corretor do colimador. Então a luz irá para a rede de difração, onde serão formados os espectros e por fim a luz irá para o detector.

2.3 Observações e redução de dados

A descrição das observações e das etapas de redução de dados para a amostra de Riffel et al. (2018a) é apresentada no referido artigo e em Riffel et al. (2017). Já os dados para Mrk 42 foram obtidos sob o projeto GN-2014A-Q-28, cujo investigador principal é o autor desta tese. As observações de Mrk 42 foram realizadas nas bandas J, H e K, conforme apresentado em Hennig et al. (2018). A seguir, resume-se as etapas realizadas durante o processo de redução dos dados.

Os arquivos das imagens *flat-field* são usados como referência para corrigir as variações de eficiência instrumental, ou seja, deve haver uma correção para a diferença de sensibilidade, pixel a pixel, do detector CCD em todo o campo da IFU. De modo a verificar a variação de eficiência de detecção do detector, uma lâmpada ilumina uniformemente o CCD e tipicamente são realizadas cinco exposições de *flat-field* para cada configuração instrumental. Uma imagem média das imagens *flat-field* é obtida para verificar as variações de sensibilidade do CCD. Após, normaliza-se o *flat-field* médio e os demais dados são divididos pelo *flat-field* normalizado eliminando assim, pixel a pixel, as diferenças devido a sensibilidade do CCD.

É necessário fazer a correção por distorção espacial ao longo das *slices*. Para isso são usadas

máscaras de *ronchi* (rede de dispersão iluminada pela lâmpada de *flat-field*), que produzem nove traços espectrais para cada slice. Estes traços podem ser representados por uma fonte pontual em cada posição espacial das slices (29 no total). Esta correção de distorções é análoga à calibração em comprimento de onda, porém está no domínio espacial. Para a calibração em comprimentos de onda foram utilizados espectros de lâmpadas de Ar (bandas J e H) e ArXe (banda K). Estes espectros possuem linhas de emissão em comprimentos de onda conhecidos e servem como referência para a calibração em comprimento de onda dos espectros do objeto de ciência.

Nos espectros do infravermelho é necessário remover linhas de absorções telúricas (absorções da atmosfera terrestre). São realizadas observações de estrelas padrão telúricas, que são estrelas específicas de tipo espectral A. Para essas estrelas os espectros possuem linhas de absorção no infravermelho apresentando somente linhas do hidrogênio como $\text{Br}\gamma$ e $\text{Pa}\beta$. Estas são eliminadas artificialmente durante a redução dos dados. Para Mrk 42 foram utilizadas as estrelas *HIP51200* e *HIP64906* como padrão telúricas. Por fim é feita a razão do espectro de ciência pelo espectro normalizado da estrela telúrica, removendo assim essas absorções dos dados de ciência, que são devidas à atmosfera terrestre.

O espectro da estrela padrão telúrica também é usado para medir as contagens detectadas pelo CCD e realizar sua conversão para unidades de fluxo. A calibração em fluxo é aplicada aos espectros, ajustando-se uma função tipo corpo negro ao espectro da estrela telúrica, sendo realizada a conversão das contagens para unidades de fluxo, usando informações conhecidas das estrelas como tipo espectral e magnitude na banda observada como referência.

O último passo na redução dos dados é a construção e combinação dos cubos resultantes de exposições individuais. A combinação final dos cubos de dados, possuem informações em duas direções espaciais e uma espectral.

O processo de redução de dados foi realizado usando tarefas contidas no pacote GEMINI.NIFS do software IRAF¹ (*Images Reduction and Analysis Facility*). O tratamento dos dados para Mrk 42 foi realizado pelo autor deste trabalho, enquanto que a redução dos dados das outras galáxias foi realizada previamente pelo orientador do trabalho e colegas de grupo. Abaixo apresenta-se alguns detalhes dos dados obtidos para Mrk 42, enquanto que para as demais galáxias estes detalhes apresentam-se publicados em Riffel et al. (2018a) e Riffel et al. (2017).

Para as observações na banda J de Mrk 42 usamos o filtro J_G5603, resultando em uma cobertura espectral de $1,15\mu\text{m}$ a $1,35\mu\text{m}$ e uma resolução espectral de $\approx 1,7\text{\AA}$, obtida a partir da FWHM de linhas de emissão típicas presentes no espectro das lâmpadas de calibração em comprimento de onda (de Ar). As observações da banda H foram centradas em $1,65\mu\text{m}$, cobrindo uma faixa espectral entre $1,48\mu\text{m}$ e $1,80\mu\text{m}$ com uma resolução espectral de $\approx 2,5\text{\AA}$ usando o

¹O IRAF é distribuído pelos Observatórios Nacionais de Astronomia Ótica, operados pela Associação de Universidades de Pesquisa em Astronomia, Inc., sob acordo de cooperação com a National Science Foundation.

filtro H_G5604. Na banda K, o intervalo espectral resultante foi de $2,01\mu\text{m}$ a $2,42\mu\text{m}$, com espectros centrados em $2,20\mu\text{m}$ e as observações foram realizadas utilizando o filtro K_G5605. A resolução espectral resultante para a banda K é de $\approx 3,2\text{\AA}$, obtida a partir da FWHM de linhas de emissão típicas presentes no espectro das lâmpadas de calibração em comprimento de onda (de ArXe).

Foram criados cubos de dados individuais para cada exposição com um *spaxel* (pixel espacial) de $0,05'' \times 0,05''$, que foram então combinados em um único cubo de dados para cada banda. O cubo de dados final contém para cada banda cerca de 3600 espectros e cobre $3'' \times 3''$ da região central da galáxia. A resolução angular é de cerca de $0,12''$ para todas as bandas, obtida a partir da FWHM da distribuição de fluxo das estrelas padrão telúricas, correspondendo a ≈ 60 pc na galáxia Mrk 42. Valores semelhantes de FWHM são obtidos a partir das distribuições de fluxo das componentes largas das linhas Pa β , Br γ e [O I] $\lambda 1,129\mu\text{m}$.

De modo a eliminar o ruído de alta frequência dos dados, mas sem perda na qualidade da imagem e preservando o fluxo, usamos o *script* do IDL *bandpass_filter.pro* para filtrar os dados usando um filtro espacial de Butterworth de ordem 3 e uma frequência de corte de $0,35$ Ny em todas as bandas. Procedimentos semelhantes já foram aplicados aos cubos de dados de NGC 4303 por Riffel et al. (2016a) e a filtragem Butterworth tem sido extensivamente usada no tratamento de IFS óptica de galáxias próximas (Ricci; Steiner; Menezes, 2014; May et al., 2016).

As demais galáxias da amostra foram observadas nas bandas J e K, utilizando configuração instrumental similar àquela usada para Mrk 42, resultando em valores semelhantes para a resolução espectral e espacial dos dados.

Capítulo 3

Metodologia

Neste capítulo apresenta-se a metodologia adotada para a análise dos dados de Mrk 42 e para a caracterização da poeira quente na amostra de 15 galáxias Seyferts.

3.1 Ajustes de linhas de emissão

Os cubos finais de Mrk 42 possuem duas dimensões espaciais, com 59×59 pixels, num total de 3 481 espectros para cada banda (J, H e K), perfazendo um total de 10 443 espectros e uma dimensão espectral de 2 040 pixels em cada banda. A amostragem espacial corresponde a $0,05'' \times 0,05''$ por pixel, e cada cubo de dados cobre uma região central de 740×740 pc² na galáxia com uma resolução espacial de ≈ 60 pc. Para a análise de todos os espectros foi necessário utilizar uma ferramenta para fazer medidas de forma automatizada. Os ajustes dos perfis das linhas de emissão mais intensas foram realizados com a rotina PROFIT (*Emission Line PROFILE FITting routine* – Riffel (2010)). Os perfis das linhas foram ajustados por curvas gaussianas.

O PROFIT faz ajustes por mínimos quadrados não lineares. Para realizar os ajustes dos perfis das linhas de emissão, inicialmente escolhemos o cubo de dados a ser utilizado. Os parâmetros de entrada para os ajustes são: (1) O valor do comprimento de onda central para a linha de emissão obtida em laboratório; (2) Um valor dado para o comprimento de onda da linha de emissão (um chute inicial) para ser ajustada; (3) Um chute inicial, em km s^{-1} , para a dispersão de velocidades na região onde está situada a linha de emissão e (4) escolha do método para o ajuste, Gaussiano ou Gauss-Hermite. Para cada ajuste o arquivo de saída irá conter as seguintes extensões: (1) fluxo da linha de emissão; (2) velocidade; (3) dispersão de velocidades; (4) momento de Gauss-Hermite, h_3 ; (5) momento de Gauss-Hermite h_4 ; (6) fluxo obtido para a integração direta do perfil da linha e (7) o qui-quadrado, χ^2 , dos ajustes.

A partir dos parâmetros desses ajustes foram construídos mapas de razões de linhas da emissão contínua (regiões do espectro sem linhas de emissão e/ou absorção), distribuições de fluxos das linhas de emissão, velocidades radiais, dispersões de velocidades (σ) – obtidos da

largura a meia altura (FWHM) da gaussiana ajustada ($\sigma = \text{FWHM}/2.355$) e larguras equivalentes (EW - *Equivalent Width*). Os ajustes de uma única gaussiana foram realizados para os perfis das linhas de emissão: $\text{H}_2 \lambda 2, 12\mu\text{m}$ [Fe II] $\lambda 1, 25\mu\text{m}$ e [Fe II] $\lambda 1, 64\mu\text{m}$, os quais foram bem representadas por apenas uma componente cinemática. Já para as linhas Pa β e Br γ foram necessárias duas curvas gaussianas para a região central, considerando que a galáxia Mrk 42 é classificada como Seyfert 1 e, portanto, apresenta uma componente larga nos perfis das linhas de emissão permitidas. A partir de inspeção visual verificou-se que as componentes largas estavam presentes somente para distâncias menores do que $0,45''$ do núcleo. Assim, em regiões externas a este raio os perfis de Pa β e Br γ foram ajustados por uma única curva gaussiana, enquanto que na região interna a ele os perfis foram ajustados por duas componentes gaussianas (uma para representar a componente larga e outra para representar a componente estreita). Como a componente larga origina-se da BLR que não é resolvida por nossas observações, adotamos o seguinte: O comprimento de onda central e largura das componentes largas das linhas foram mantidos fixos em todos os pixels espaciais aos seus valores obtidos a partir do ajuste do espectro integrado, para uma abertura de raio $0,45''$ centrada no núcleo. Dessa forma, o único parâmetro livre no ajuste da componente larga foi a amplitude da gaussiana.

3.2 Construção do mapa de avermelhamento

O avermelhamento é um fenômeno e está relacionado à extinção interestelar, havendo uma diminuição do fluxo recebido por um detector pois parte da radiação eletromagnética é absorvida e parte é espalhada ao encontrar-se com a poeira do meio interestelar. A radiação com maior comprimento de onda tem maior facilidade para atravessar as camadas de poeira, desta forma a palavra avermelhamento refere-se aos comprimentos de onda com maior capacidade de difração. Assim a radiação em comprimentos de onda maiores tem maior facilidade de atravessar a poeira. Para Mrk 42 construímos um mapa para o excesso de cor [$E(B - V)$], chamado de mapa de avermelhamento do gás, utilizando a razão de linhas Pa β /Br γ no infravermelho próximo, a partir da formulação que segue.

Consideremos a equação 3.1:

$$F_{1O} = F_{1E} 10^{-0,4A_{\lambda_1}}, \quad (3.1)$$

onde F_{1O} é o fluxo observado para uma determinada linha de emissão e F_{1E} é o fluxo experimental (fluxo emitido por esta linha) e A_{λ_1} a extinção no comprimento de onda λ_1 dada em magnitudes. Da mesma forma, para outro comprimento de onda distinto λ_2 temos:

$$F_{2E} = F_{2E} 10^{-0,4A_{\lambda_2}}. \quad (3.2)$$

Reorganizando a equação 3.1 para encontrar A_{λ_1} temos:

$$A_{\lambda_1} = -2,5 \log \frac{F_{1O}}{F_{1E}}. \quad (3.3)$$

Da mesma forma para a equação 3.2, encontraremos A_{λ_2}

$$A_{\lambda_2} = -2,5 \log \frac{F_{2O}}{F_{2E}}. \quad (3.4)$$

Subtraindo A_{λ_1} de A_{λ_2} e reorganizando temos:

$$A_{\lambda_1} - A_{\lambda_2} = 2,5 \log \left[\frac{\frac{F_{2O}}{F_{1O}}}{\frac{F_{2E}}{F_{1E}}} \right]. \quad (3.5)$$

Sendo q_{λ_1} o coeficiente para a razão entre a extinção (A_{λ_1}) no comprimento de onda λ_1 e a extinção A_V em comprimento de onda na banda V - ($A_{\lambda V}$). Da mesma forma para q_{λ_2} , temos:

$$q_{\lambda_1} = \left(\frac{A_{\lambda_1}}{A_{\lambda V}} \right). \quad (3.6)$$

$$q_{\lambda_2} = \left(\frac{A_{\lambda_2}}{A_{\lambda V}} \right). \quad (3.7)$$

encontramos:

$$A_{\lambda_1} - A_{\lambda_2} = A_V (q_{\lambda_1} - q_{\lambda_2}), \quad (3.8)$$

substituindo a equação 3.8 na equação 3.5 temos:

$$A_V = \frac{2,5}{(q_{\lambda_1} - q_{\lambda_2})} \log \left[\frac{\frac{F_{2O}}{F_{1O}}}{\frac{F_{2E}}{F_{1E}}} \right], \quad (3.9)$$

sendo $E(B - V)$ o excesso de cor ou avermelhamento e R uma constante. A_V é a extinção no visível (banda V) e sua razão por $E(B - V)$, tem um valor médio de $R=3,1$ para o meio interestelar da Via Láctea (Karttunen et al., 2007). A_V é dado portanto, por:

$$A_V = 3,1 E(B - V). \quad (3.10)$$

Substituindo a equação 3.10 na equação 3.9 encontra-se:

$$3,1 E(B - V) = \frac{2,5}{(q_{\lambda_1} - q_{\lambda_2})} \log \left[\frac{\frac{F_{2O}}{F_{1O}}}{\frac{F_{2E}}{F_{1E}}} \right]. \quad (3.11)$$

Substituindo os valores de F_{1O} e F_{2O} para $\text{Pa}\beta$ e $\text{Br}\gamma$. Para o caso B de recombinação, tem-se

$$\frac{F_{\text{Pa}\beta}}{F_{\text{Br}\gamma}} \approx 5,88, \quad (3.12)$$

assumindo uma temperatura eletrônica de 10^4K e uma densidade de 10^2cm^{-3} (Osterbrock; Ferland, 2006).

Assumindo uma lei de extinção de Cardelli, Clayton e Mathis (1989), que apresenta os valores de $q_{\lambda 1}$ e $q_{\lambda 2}$ para as bandas B e V , obtém-se

$$E(B - V) = \frac{0,806}{-0,168} \log \left[\frac{F_{\text{Pa}\beta}}{F_{\text{Br}\gamma}} \right]. \quad (3.13)$$

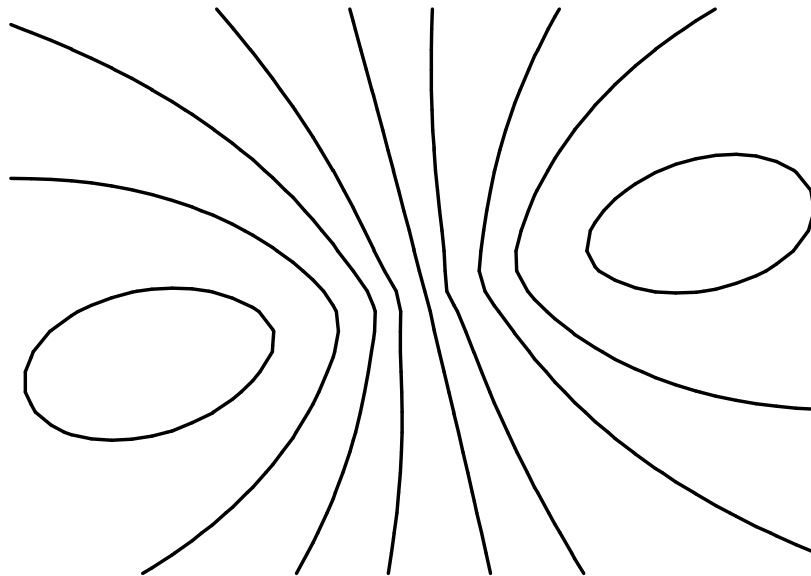
Finalmente, equação 3.13 chegamos a:

$$E(B - V) = 4,8 \log \left[\frac{5,88}{\frac{F_{\text{Pa}\beta}}{F_{\text{Br}\gamma}}} \right]. \quad (3.14)$$

Utilizamos então a equação 3.14 para calcular o valor de $E(B - V)$ em todos os pixels com medidas para as linhas $\text{Pa}\beta$ e $\text{Br}\gamma$ e contruir um mapa bidimensional para o avermelhamento do gás na região central da galáxia Mrk 42.

3.3 Modelo de disco em rotação

Figura 3.1: Curvas de isovelocidades produzidas pelo modelo de disco em rotação com valores arbitrários para os parâmetros.



Fonte: Riffel (2008)

Para Mrk 42, ajustamos o campo de velocidades do gás observado por um modelo analítico de disco em rotação, assumindo órbitas circulares no plano da galáxia. A curva de rotação do gás é dada por (Bertola et al., 1991a):

$$V_c(r) = \frac{Ar}{(r^2 + c_0^2)^{p/2}}, \quad (3.15)$$

onde $V_c(r)$ é a componente tangencial da velocidade como função da distância ao centro da galáxia (r), A é a amplitude da curva de rotação (máxima velocidade), c_0 é um parâmetro de concentração, definido como o raio onde a curva de rotação atinge 70% da amplitude da velocidade, i é a inclinação do disco em relação ao plano do céu e p é um parâmetro de ajuste do modelo. O parâmetro p mede a inclinação da curva de rotação onde se achata, na região externa da galáxia e é limitada entre $1 \leq p \leq 3/2$. Para $p=1$ a curva de rotação em raios grandes é assintoticamente plana enquanto que para $p=3/2$ o sistema tem uma massa finita.

De acordo com Bertola et al. (1991a), a velocidade radial $V_r(R, \Psi)$ observada para uma posição no plano do céu (R, Ψ) está relacionada com a velocidade circular $V_c(r)$ pela seguinte equação (van der Kruit; Allen, 1978):

$$V_r(R, \Psi) = V_s + \frac{A R \cos(\Psi - \Psi_0) \sin(i) \cos^p i}{R^2 [\sin^2(\Psi - \Psi_0) + \cos^2(i) \cos^2(\Psi - \Psi_0)] + c_0^2 \cos^2(i)^{p/2}}, \quad (3.16)$$

onde R e Ψ são as coordenadas de cada pixel no plano do céu, V_s é a velocidade sistêmica da galáxia e i é o ângulo de inclinação do disco em relação ao plano do céu ($i = 0$ para um disco *face-on* e $i = 90^\circ$ para um disco *edge-on*). A Figura 3.1 mostra curvas de isovelocidades geradas a partir da equação acima que constituem o chamado "diagrama aranha".

Para a galáxia Mrk 42 ajustou-se o campo de velocidades do Pa β pela equação acima usando a rotina MPFITFUN (Markwardt, 2009) para realizar um ajuste não-linear dos mínimos quadrados, onde as estimativas iniciais são dadas para cada parâmetro e a rotina retorna seus valores para o melhor modelo ajustado. O campo de velocidade do Pa β foi escolhido porque esta linha de emissão apresenta a maior razão sinal-ruído entre as linhas de emissão observadas no espectro infravermelho próximo da galáxia. Durante o ajuste, excluímos as regiões em $r < 0,45''$ a partir do núcleo, onde um componente cinemático adicional é observado. Durante o ajuste, a posição do centro cinemático foi mantida fixa no núcleo, definida como a localização do pico da emissão contínua.

3.4 Determinação da temperatura e massa de poeira do toroide

O contínuo nuclear foi ajustado a partir de observações nas bandas J e K para todas as galáxias da amostra, de forma a medir as componentes de lei de potência e função de corpo negro e assim, verificar a contribuição devido ao disco de acreção do SMBH e do toroide de poeira, respectivamente. Os ajustes foram realizados usando a tarefa *nfit1d* do pacote *stsdas* do IRAF e, a partir destes ajustes, obtivemos valores para a temperatura do toroide de poeira. O ajuste foi realizado em um espectro com a contribuição da população estelar subtraída e mascarando-se regiões com linhas de emissão e dados espúrios (maiores informações são encontradas no Capítulo 5). Após ser verificada a temperatura da poeira responsável pela emissão do tipo corpo negro e atribuída ao toroide de poeira no entorno do SMBH, foi utilizada uma rotina escrita na linguagem IDL (*Interactive Data Language*) para encontrar os valores correspondentes a massa de poeira quente, seguindo a formulação descrita a seguir.

O espectro contínuo ótico de um AGN em geral é bem representado por uma lei de potência do tipo $F \propto \nu^{-\alpha}$, onde F é o fluxo, ν é a frequência e α é o índice espectral. Já no infravermelho, há uma contribuição de emissão devido a poeira do toroide aquecida pelo disco de acreção. A emissão de poeira pode ser aproximada por uma radiação de corpo negro, podendo ser verificada pela lei de Planck, onde a radiância espectral ($B_\nu(T)$) em uma dada frequência (ν) e temperatura (T) é dado por:

$$B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1}, \quad (3.17)$$

onde h é a constante de Planck, c é o módulo da velocidade da luz no vácuo e k a constante de Boltzmann. Para transformar B_ν em termos de comprimento de onda B_λ , temos:

$$\nu = \frac{c}{\lambda} \quad (3.18)$$

e sabendo que

$$B_\nu d_\nu = -B_\lambda d_\lambda, \quad (3.19)$$

obtemos:

$$B_\lambda = -B_\nu \frac{d_\nu}{d_\lambda} = B_\nu \frac{c}{\lambda^2}. \quad (3.20)$$

Substituindo a Equação 3.18 na equação 3.17 temos:

$$B_\lambda(T) = \frac{2hc}{\lambda^3} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1} \quad (3.21)$$

e substituindo a equação 3.21 na equação 3.20 encontraremos $B_\lambda(T)$

$$B_\lambda(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1}. \quad (3.22)$$

Estimamos a massa de poeira quente produzida pela emissão do componente nuclear não resolvido, seguindo Riffel et al. (2009). Para o cálculo da massa de poeira quente, levamos em consideração que a poeira é composta por grãos de grafite, sendo a luminosidade de cada grão no infravermelho próximo dada em $\text{erg s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$ pode ser escrita como:

$$L_{\nu, \text{ir}}^{\text{gr}} = 4\pi^2 a^2 Q_\nu B_\nu(T_{\text{gr}}), \quad (3.23)$$

onde a é o raio do grão, Q_ν é a eficiência de absorção e $B_\nu(T_{\text{gr}})$ é a distribuição espectral de energia, assumindo uma função de Planck para uma temperatura (T_{gr}). Considerando um grão de poeira e usando a equação 3.17, a equação de Planck é dada da seguinte forma:

$$B_\nu(T_{\text{gr}}) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT_{\text{gr}}}} - 1}. \quad (3.24)$$

Segundo Barvainis (1987), o número total de grãos de grafite pode ser obtido por:

$$N_{\text{HD}} \approx \frac{L_{\text{ir}}^{\text{HD}}}{L_{\text{ir}}^{\text{gr}}}, \quad (3.25)$$

onde $L_{\text{ir}}^{\text{HD}}$ é a luminosidade total da poeira quente, obtida integrando o fluxo, com a função ajustada ao espectro nuclear menos o espectro extranuclear. De modo a obter $L_{\text{ir}}^{\text{gr}}$, nós adotamos $a = 0,05 \mu\text{m}$ e $Q_\nu = 1,4 \times 10^{-24} \nu^{1,6}$ (para ν em Hz), conforme adotado por Riffel et al. (2009). A temperatura T_{gr} , foi encontrada para cada galáxia da amostra a partir do ajuste do espectro nuclear. Adotando uma densidade $\rho_{\text{gr}} = 2,26 \text{g cm}^{-3}$ para o grafite, também obtemos a massa total da poeira emissora que é dada por:

$$M_{\text{HD}} \approx \frac{4\pi}{3} a^3 N_{\text{HD}} \rho_{\text{gr}} (kg). \quad (3.26)$$

Utilizamos a equação acima para calcular a massa de poeira quente presente no núcleo de todas as galáxias da amostra usada neste trabalho.

Capítulo 4

Resultados para Mrk 42

Neste capítulo apresentamos os resultados obtidos para a galáxia Mrk 42. Este capítulo é baseado no artigo intitulado “Circumnuclear star formation in Mrk 42 mapped with Gemini Near-infrared Integral Field Spectrograph” publicado na “Monthly Notices of the Royal Astronomical Society” (Hennig et al., 2018)¹.

4.1 A galáxia Mrk 42

Até o momento estudos sobre a formação estelar em CNSFRs parecem não ter produzido resultados conclusivos sobre o cenário de formação estelar. De fato, Mazzuca et al. (2008) utilizando dados fotométricos para a linha $H\alpha$ de 22 CNSFRs, descobriram que cerca de metade dos anéis contém gradientes de idade azimutal, enquanto Dors Jr. et al. (2008a) e Riffel et al. (2016a) não encontraram nenhuma seqüência de idades para as CNSFRs localizados em três galáxias, utilizando Espectroscopia de Campo Integral (*Integral Field Spectroscopy* – IFS) no ótico e infravermelho próximo.

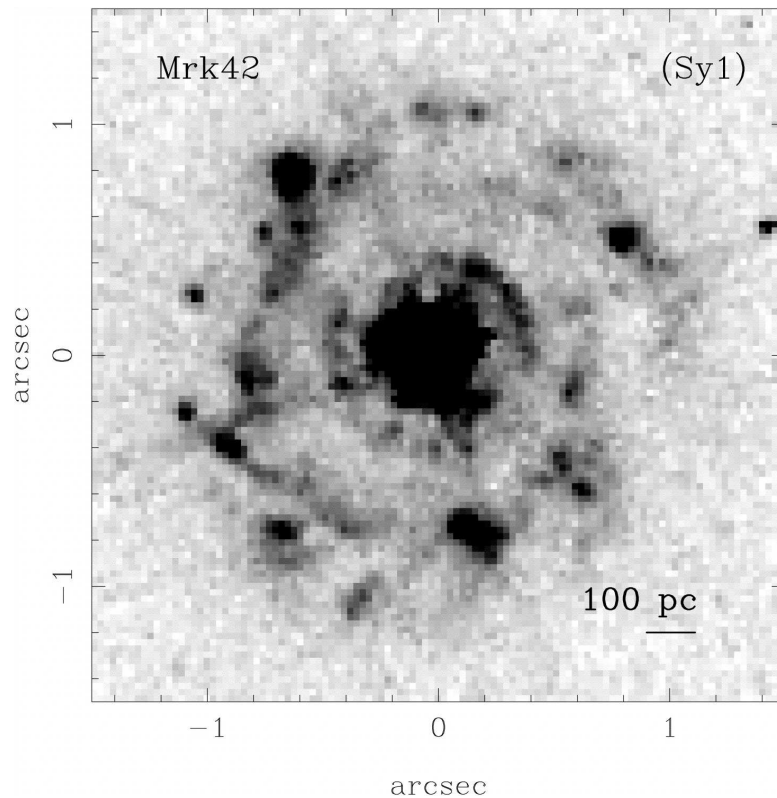
Com o objetivo de melhorar o conhecimento em relação a formação estelar nas CNSFRs aumentando a amostra de objetos estudados, usamos IFS no infravermelho próximo para estudar a formação estelar circunuclear e a atividade nuclear na galáxia ativa Mrk 42. Esse objeto é classificado morfologicamente como uma galáxia SBa que abriga um núcleo Seyfert 1 (Malkan; Gorjian; Tam, 1998) com um *redshift* $z = 0,024634$ (Falco et al., 1999), que corresponde a uma distância de 102,6 Mpc, assumindo uma constante de Hubble $H_0 = 72 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. A esta distância, $1''$ corresponde a 497 pc na galáxia. Mrk 42 abriga um SMBH de massa $(0,7-18) \times 10^6$ (Wang; Lu, 2001; Bian; Zhao, 2003; Nikołajuk; Czerny; Gurynowicz, 2009).

Muñoz Marín et al. (2007b) apresentam um atlas de regiões centrais de 75 galáxias Seyfert

¹A editora Oxford University Press (OUP) reserva aos autores que contribuem para suas revistas o direito de incluir seus manuscritos na íntegra ou trechos dos mesmos em dissertações ou teses, sem a necessidade autorização prévia.

imageadas no UV (ultravioleta) próximo, com o Telescópio Espacial Hubble (*Hubble Space Telescope* - HST), incluindo Mrk 42 em sua amostra. A Figura 4.1 mostra uma imagem para o anel de CNSFRs de Mrk 42 retirada de Muñoz Marín et al. (2007b). Nesta imagem é possível verificar a existência de regiões com maior emissão, delineando um anel em torno do núcleo da galáxia. Os autores descobriram que Mrk 42 possui um núcleo compacto e muito brilhante com um anel de formação estelar de ≈ 300 pc de raio com muitos aglomerados estelares resolvidos individualmente. De fato, o braço espiral observado em Mrk 42 é muito enrolado, sendo descrito por Storchi-Bergmann (2008) como um anel claro de formação estelar em torno do núcleo.

Figura 4.1: Imagem no UV próximo para o anel com as CNSFRs, obtida pelo Hubble. No centro observa-se o núcleo compacto e brilhante.



Fonte: Muñoz Marín et al. (2007b)

O tamanho do anel das CNSFRs observado em Mrk 42 é similar aos anéis observados em outras galáxias, tais como NGC 1068 e NGC 7469, resultando em um anel de gás formado no interior da ressonância interna de Lindblad (Wilson et al., 1991). Uma imagem de banda larga do HST da Mrk 42 obtida com a WFPC2 *Wide Field Planetary Camera 2* com o filtro F606W, mostra braços espirais nucleares *grand-design*, originários de uma barra com uma extensão de $15''$ orientada ao longo do ângulo de posição $PA = -20/160^\circ$ e o anel das CNSFRs é claramente observado (Malkan; Gorjian; Tam, 1998; Deo; Crenshaw; Kraemer, 2006). A região nuclear de

Mrk 42 apresenta uma forte emissão PAH em $6,2 \mu\text{m}$, conforme revelado por espectroscopia no infravermelho médio utilizando o satélite *Spitzer*, com uma luminosidade de $2 \times 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$, fornecendo fortes evidências para a formação estelar contínua na região circumnuclear (Sani et al., 2010).

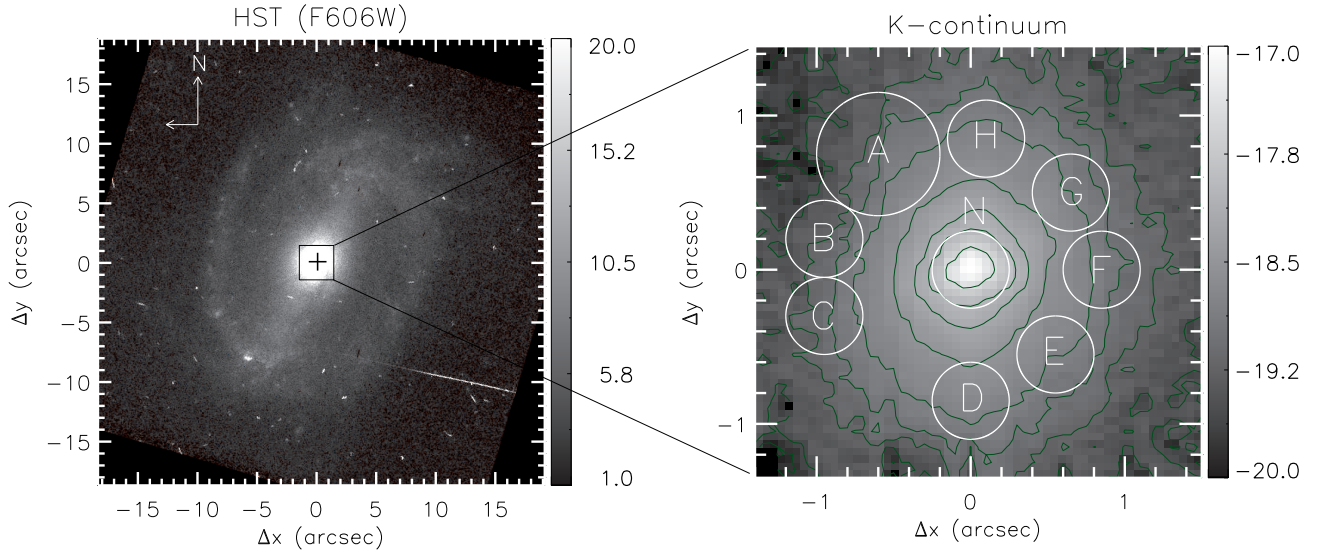
4.2 Resultados

No painel esquerdo da Figura 4.2 apresentamos uma imagem ótica do interior de $40'' \times 40''$ de Mrk 42 obtida com a WFPC2 do HST por meio do filtro F606W (Malkan; Gorjian; Tam, 1998). A cruz central marca a posição do núcleo indicado por ‘+’ e o quadrado central indica o campo de visão (FOV) das observações do NIFS de $3'' \times 3''$. Os braços espirais nucleares *grand-design* e a barra são claramente vistos nesta imagem, como discutido em Deo, Crenshaw e Kraemer (2006). O painel direito desta figura mostra a imagem do contínuo da região nuclear obtida a partir do cubo de dados do NIFS, com uma média dos fluxos entre $2,26$ e $2,28 \mu\text{m}$ escolhida por ser uma região sem linhas de emissão/absorção fortes. Embora o contínuo seja mais alongado na direção da barra, a presença da barra na região interna a $3'' \times 3''$ não é evidente. Além disso a imagem do contínuo na banda K não mostra nenhum aumento nos locais onde as CNSFRs foram detectadas nas imagens de contínuo, na faixa do ultravioleta (Muñoz Marín et al., 2007b). Este é um resultado esperado, uma vez que as populações estelares jovens contribuem mais para a emissão na região espectral do UV, enquanto no infravermelho próximo apenas uma fração muito pequena de sua luz é detectada (Riffel et al., 2011). As localizações das CNSFRs são identificadas a partir do mapa da largura equivalente do $\text{Pa}\beta$, mostrado no painel inferior esquerdo da Figura 4.7.

Nas Figuras 4.3, 4.4 e 4.5 são mostrados espectros das bandas J, H e banda K, respectivamente para o núcleo e para as CNSFRs. Estes espectros foram extraídos dentro de uma abertura circular de raio $0,25''$, com localização em cada CNSFR, identificados como os locais de pico no mapa de largura equivalente para a linha de emissão do $\text{Pa}\beta$ mostrada na parte inferior da Figura 4.7. O núcleo é rotulado como ‘N’ e as CNSFRs de ‘A’ a ‘H’ na Figura 4.7. O tamanho da abertura foi escolhida para incluir a maior parte da emissão de cada CNSFR e para região ‘A’, foi utilizada uma abertura maior com raio de $0,4''$. Os espectros mostram várias linhas de emissão, como $[\text{Fe II}]\lambda 1,25 \mu\text{m}$, $[\text{Fe II}]\lambda 1,64 \mu\text{m}$, $\text{Pa}\beta$, $\text{Br}\gamma$ e $\text{H}_2 \lambda 2,12 \mu\text{m}$, assim como absorções de CO nas bandas K e H. Estas linhas espectrais podem ser usadas para investigar a origem e a cinemática do gás emissor, bem como as propriedades físicas das populações estelares.

Nós ajustamos os perfis das linhas de emissão mais intensas através de curvas Gaussianas para mapear suas distribuições de fluxo e a cinemática do gás. O ajuste foi realizado usando a rotina PROFIT (Line-PROfile FITting) (Riffel, 2010). Na maioria dos locais os perfis das linhas

Figura 4.2: O painel esquerdo mostra uma imagem HST da Mrk 42 obtida através do filtro F606W (Malkan; Gorjian; Tam, 1998). O FOV das observações do NIFS está indicado por um quadrado central. O painel direito mostra a imagem do contínuo na banda K obtida a partir do cubo de dados do NIFS. A barra colorida mostra os fluxos em unidades arbitrárias para a imagem do HST e em unidades logarítmicas de $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$. Os círculos correspondem as localizações onde as CNSFRs são observadas, como visto no mapa de largura equivalente para a linha de emissão do Pa β na Figura 4.7.



Fonte: O autor

de emissão $\text{H}_2 \lambda 2, 12\mu\text{m}$, $[\text{Fe II}]\lambda 1, 25\mu\text{m}$, $[\text{Fe II}]\lambda 1, 64\mu\text{m}$, Pa β e Br γ são bem reproduzidos por uma única função gaussiana, mas para um raio interno a $0,45''$, as linhas de recombinação foram ajustadas com uma componente estreita e uma larga devido a emissão da BLR. Como a BLR não é resolvida pelas nossas observações, o comprimento de onda central e a largura da componente larga foram mantidos fixos nos valores obtidos pelo ajuste dos perfis para o espectro nuclear integrado, enquanto que para a amplitude da Gaussiana foi permitido variar.

A velocidade ao longo da linha de visada (V_{LOS}) da componente larga para Pa β é *blueshifted* em 190 km s^{-1} relativo à velocidade sistêmica da galáxia (como derivada na seção 4.3.3) e sua FWHM é 1480 km s^{-1} , que é maior do que os valores relatados para H β de $670\text{--}865 \text{ km s}^{-1}$ por Bian e Zhao (2003) e Wang e Lu (2001). Exemplos de ajustes para os perfis de Pa β e $\text{H}_2 \lambda 2, 12\mu\text{m}$ são mostrados na Figura 4.6 para a posição nuclear (topo) e para a posição da CNSFR rotulada como 'A' na Figura 4.7. Usamos as medidas resultantes para os fluxos das linhas de emissão V_{LOS} e dispersão de velocidade (σ) para construir os mapas bidimensionais que são apresentados nas seções seguintes.

4.2.1 Distribuições de fluxos das linhas de emissão e mapas de larguras equivalentes

Nos painéis superiores da Figura 4.7, apresentamos mapas para as distribuições de fluxos das linhas de emissão do $\text{Pa}\beta$ (esquerda), $[\text{Fe II}]\lambda 1,64\mu\text{m}$ (centro) e $\text{H}_2 \lambda 2,12\mu\text{m}$ (direita). Não mostramos mapas para $[\text{Fe II}]\lambda 1,25\mu\text{m}$ e $\text{Br}\gamma$ pois são muito semelhantes aos de $[\text{Fe II}]\lambda 1,64\mu\text{m}$ e $\text{Pa}\beta$, respectivamente, porém mais ruidosos. As regiões cinzas nos mapas de fluxo representam locais mascarados onde as incertezas nas medidas de fluxo são maiores que 40% ou devido à não detecção da linha de emissão.

O círculo azul sobreposto ao mapa de fluxo do $\text{Pa}\beta$ delinea a região onde duas componentes gaussianas foram ajustados ao perfil da linha de $\text{Pa}\beta$ na região nuclear. Todos os mapas mostram claramente a presença do anel de CNSFRs com raio de $0,6''$ ($\approx 300\text{pc}$), co-espacial com o anel visto na imagem UV HST (Muñoz Marín et al., 2007b), mas algumas diferenças são vistas entre os mapas. Enquanto a emissão extra-nuclear de $\text{Pa}\beta$ mais intensa é observada para a região ‘A’ a nordeste do núcleo, os mapas para H_2 e $[\text{Fe II}]$ mostram emissões mais fortes nas regiões localizadas a noroeste do núcleo. Além disso, $\text{Pa}\beta$ mostra intensa emissão nuclear, enquanto uma emissão nuclear mais fraca é observada em H_2 . A emissão de $[\text{Fe II}]$ não é detectada no núcleo de Mrk42. Na Tabela 4.1 apresentamos medidas de fluxos para as linhas de emissão do $[\text{Fe II}]\lambda 1,25\mu\text{m}$, $\text{Pa}\beta$, $[\text{Fe II}]\lambda 1,64\mu\text{m}$, $\text{H}_2 \lambda 2,12\mu\text{m}$ e $\text{Br}\gamma$ para o núcleo e as CNSFRs integradas dentro de uma abertura circular de raio $0,25''$, exceto para a região ‘A’, para a qual uma abertura de $0,4''$ foi usada.

Figura 4.3: Espectros extraídos para uma abertura de raio $0,25''$ centrados em locais identificados por círculos no painel inferior esquerdo da Figura 4.7 e corrigidos para o desvio Doppler. A exceção é o local A, para o qual foi utilizada uma abertura de raio $0,4''$. As linhas de emissão e absorção mais fortes são identificadas para cada banda.

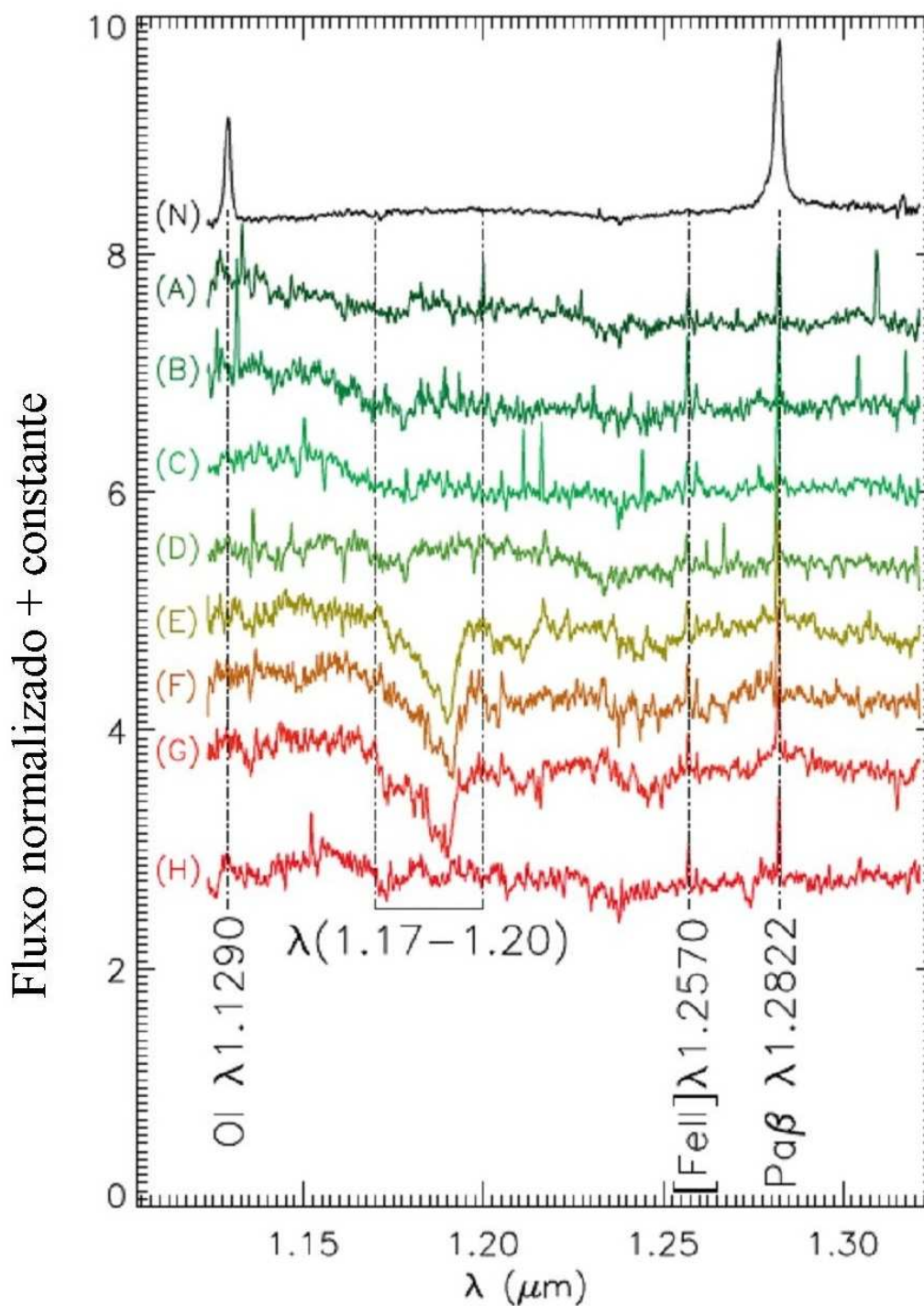
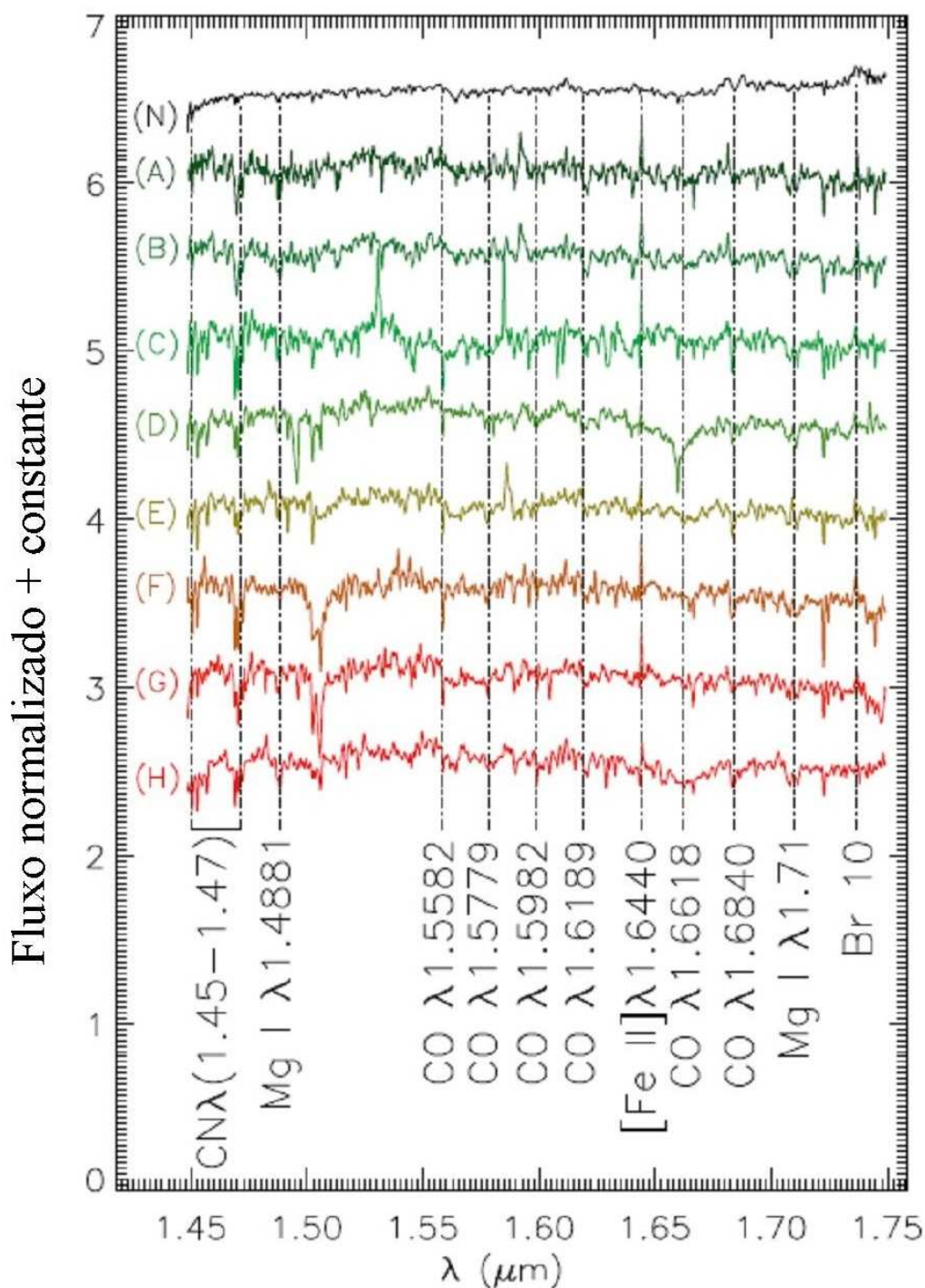
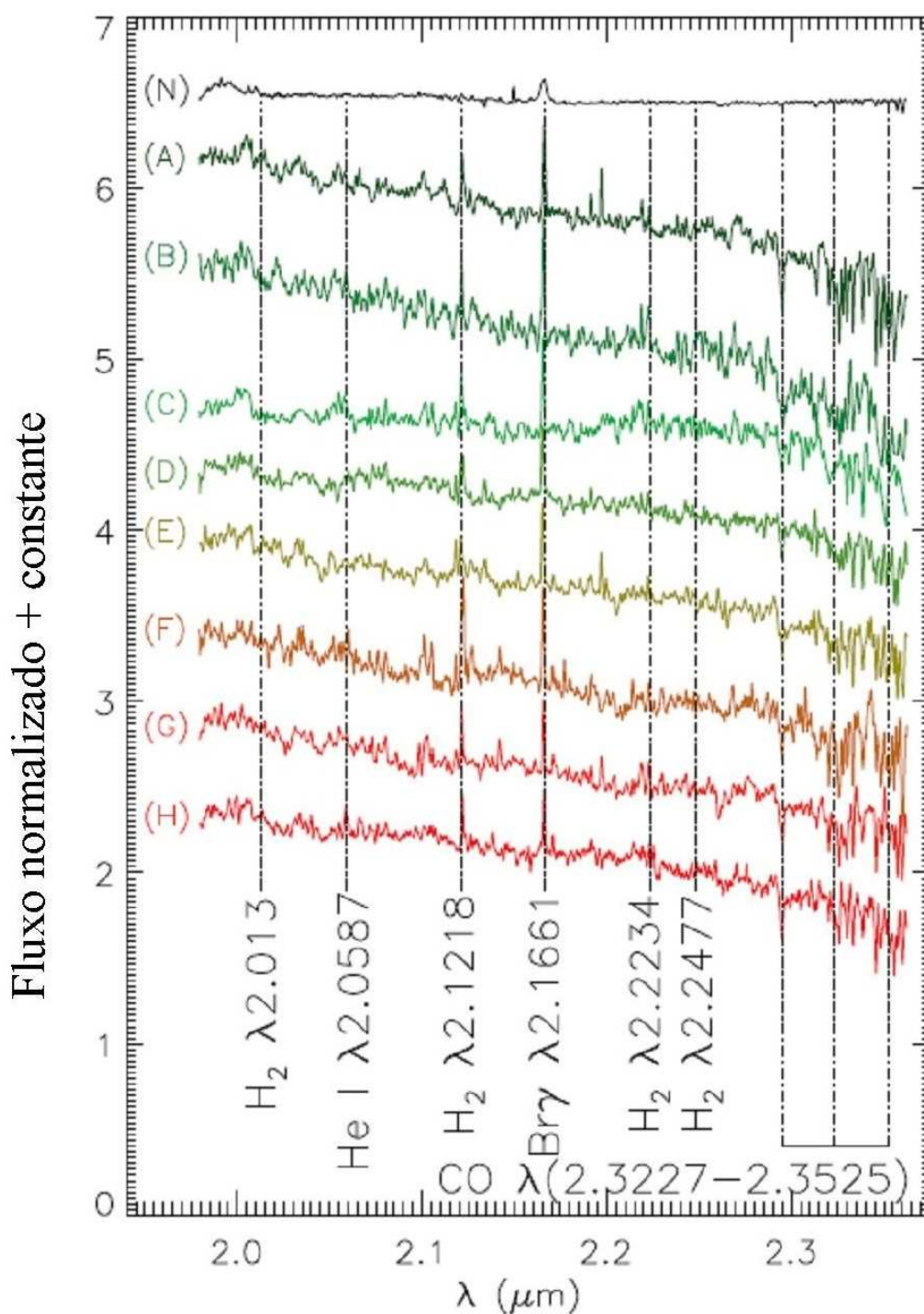


Figura 4.4: Espectros extraídos para uma abertura de raio $0,25''$ centrados em locais identificados por círculos no painel inferior esquerdo da Figura 4.7 e corrigidos para o desvio Doppler. A exceção é o local A, para o qual foi utilizada uma abertura de raio $0,4''$. As linhas de emissão e absorção mais fortes são identificadas para cada banda.



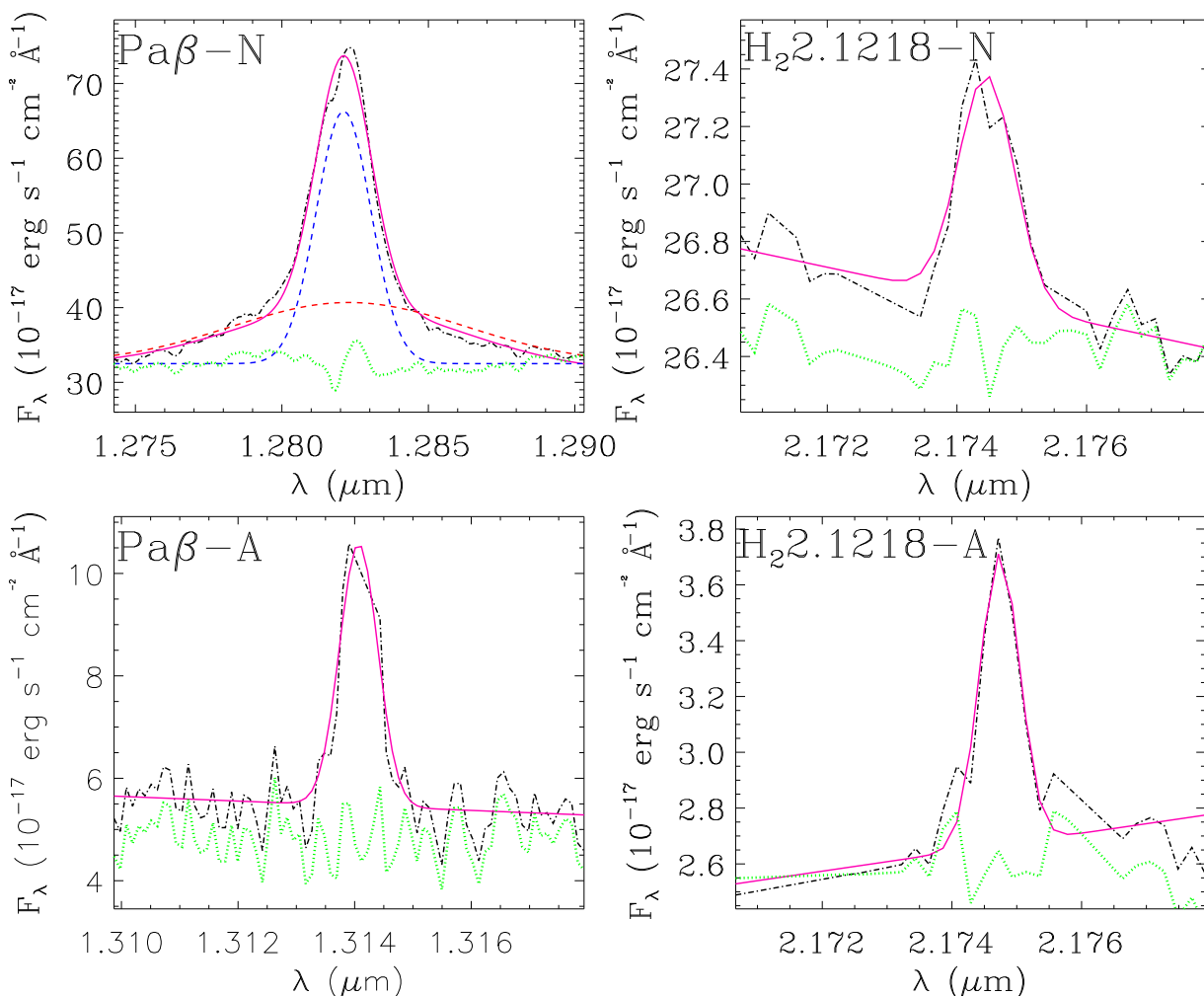
Fonte: O autor

Figura 4.5: Espectros extraídos para uma abertura de raio $0,25''$ centrados em locais identificados por círculos no painel inferior esquerdo da Figura 4.7 e corrigidos para o desvio Doppler. A exceção é o local A, para o qual foi utilizada uma abertura de raio $0,4''$. As linhas de emissão e absorção mais fortes são identificadas para cada banda.



Fonte: O autor

Figura 4.6: Exemplos de ajustes dos perfis para as linhas de emissão do $\text{Pa}\beta$ (esquerda) e $\text{H}_2 \lambda 2,12 \mu\text{m}$ (direita) para o núcleo (superior) e a região A (inferior), dentro das aberturas identificadas no painel direito da Figura 4.2. Os perfis observados são mostrados em preto, o melhor ajuste em magenta e os residuais (mais uma constante arbitrária) em verde. O perfil do núcleo foi ajustado por dois componentes gaussianos: o componente largo é mostrado como uma linha tracejada vermelha, o componente estreito como uma linha tracejada azul.

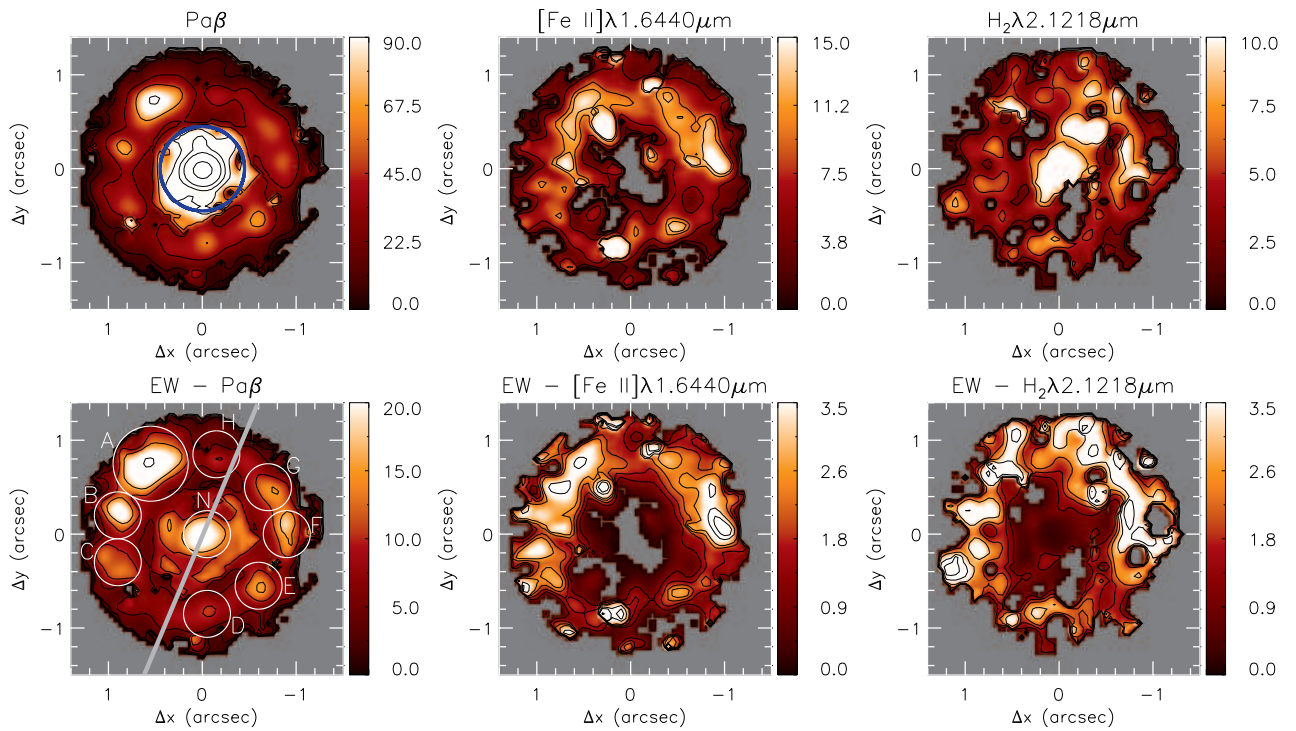


Fonte: O autor

Tabela 4.1: Medidas de fluxos de linhas de emissão em unidades de 10^{-18} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ e valores E(B-V) para as posições marcadas na Figura 4.7, dentro de uma abertura circular com raio mostrado na segunda coluna.

Fluxos							
Região	R	[Fe II] λ 1,25	Pa β	[Fe II] λ 1,64	H $_2$ λ 2,12	Br γ	E(B-V) [Pa β /Br γ]
N	0,25''	105,7 \pm 59,2	6 420,0 \pm 190,0	51,4 \pm 25,1	112,7 \pm 20,0	1 130,0 \pm 85,0	0,06 \pm 0,21
A	0,40''	157,2 \pm 50,1	860,0 \pm 36,8	176,6 \pm 43,5	73,8 \pm 15,8	191,4 \pm 29,3	0,54 \pm 0,36
B	0,25''	123,1 \pm 10,1	258,7 \pm 21,0	50,1 \pm 12,7	40,5 \pm 9,7	66,0 \pm 10,7	0,82 \pm 0,41
C	0,25''	46,8 \pm 18,5	259,3 \pm 12,9	75,0 \pm 18,4	40,5 \pm 9,1	65,7 \pm 10,4	0,81 \pm 0,37
D	0,25''	59,3 \pm 22,5	266,2 \pm 14,6	51,6 \pm 15,3	39,5 \pm 8,1	67,4 \pm 12,7	0,81 \pm 0,45
E	0,25''	84,5 \pm 26,4	308,7 \pm 15,2	63,8 \pm 16,1	30,8 \pm 6,3	73,3 \pm 8,3	0,68 \pm 0,27
F	0,25''	54,8 \pm 13,4	268,0 \pm 16,7	77,7 \pm 14,0	66,1 \pm 13,5	69,3 \pm 8,4	0,85 \pm 0,30
G	0,25''	60,1 \pm 23,9	282,3 \pm 18,1	83,7 \pm 18,9	44,2 \pm 7,3	61,3 \pm 7,9	0,49 \pm 0,32
H	0,25''	79,1 \pm 33,8	193,9 \pm 13,8	50,8 \pm 14,4	50,8 \pm 7,1	56,9 \pm 11,3	1,11 \pm 0,49

Figura 4.7: Superior: Distribuições de fluxo de linhas de emissão para o $\text{Pa}\beta$ (esquerda), $[\text{Fe II}]\lambda 1,64\mu\text{m}$ e $\text{H}_2\lambda 2,12\mu\text{m}$. As barras coloridas mostram os fluxos em unidades de $10^{-19}\text{ erg cm}^{-2}\text{ s}^{-1}$. Para a linha de emissão do $\text{Pa}\beta$, o círculo azul ao redor do núcleo delinea a região (raio de $0,45''$) onde o perfil do $\text{Pa}\beta$ foi ajustado por duas curvas gaussianas. Inferior: mapas de largura equivalente para as linhas de emissão do $\text{Pa}\beta$, $[\text{Fe II}]\lambda 1,25\mu\text{m}$ e $\text{H}_2\lambda 2,12\mu\text{m}$. As barras coloridas mostram a EW em \AA . Os círculos mostrados no mapa $\text{Pa}\beta$ EW correspondem às localizações dos CNSFRs e a linha cinza marca a orientação da barra, como visto na imagem HST da Figura 4.2.



Fonte: O autor

Os painéis inferiores da Figura 4.7 mostram os mapas EW para o $\text{Pa}\beta$ (esquerda), $[\text{Fe II}]\lambda 1,64\mu\text{m}$ (centro) e $\text{H}_2\lambda 2,12\mu\text{m}$ (direita), que podem ser usados para melhor identificar as CNSFRs, como a EW mede o fluxo em relação à emissão contínua e, portanto representa um diagnóstico “puro” da linha de emissão. Os círculos brancos sobrepostos ao mapa de $\text{Pa}\beta$ (que claramente delinea o anel de CNSFRs) marcam os locais das CNSFRs rotulados de “A” a “H”, bem como a posição do núcleo (“N”). O tamanho da abertura foi escolhido para ser maior do que a resolução espacial dos dados. A linha contínua cinza representa a orientação da barra vista na imagem óptica do HST, mostrada na Figura 4.2. As linhas de $[\text{Fe II}]\lambda 1,64\mu\text{m}$ e $\text{H}_2\lambda 2,12\mu\text{m}$ mostram valores de EW que variam de quase zero a ≈ 5 , enquanto que para $\text{Pa}\beta$ mostra valores mais altos de até 14. Os maiores valores da EW do $\text{Pa}\beta$ são vistos para as regiões

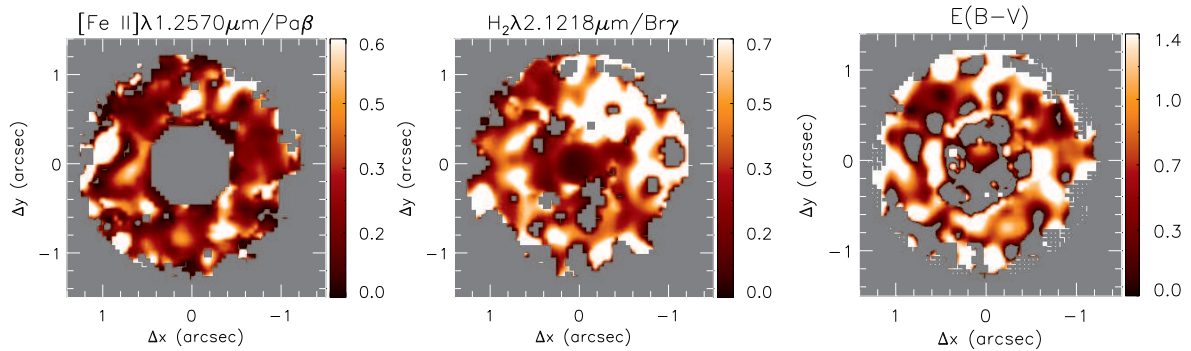
“A” e “B” a nordeste do núcleo, enquanto que as outras linhas mostram valores mais altos tanto para o nordeste quanto para o noroeste da região. Além disso, os menores valores da EW para o H_2 são vistos no núcleo, o que pode ser devido a um aumento da emissão contínua devido a poeira quente como sugerido pelo espectro nuclear (veja a Figura 4.5), que é mais vermelho que os espectros extra-nucleares.

Deve-se notar que os valores de EW observados para todas as linhas de emissão são pequenos e uma possível explicação para isso é que o contínuo contém uma importante contribuição das estrelas do bojo, que dominam a emissão contínua do infravermelho próximo na região central das galáxias. De modo a avaliar a contribuição do contínuo estelar do bojo, seguimos a metodologia de Dors Jr. et al. (2008a) que realizam fotometria de abertura nas imagens contínuas para medir a emissão contínua nas localizações das CNSFRs e nas regiões vizinhas. Concluímos que o bojo contribui com cerca de 80 %, 85 % e 90 % do fluxo total nas bandas K, H e J, respectivamente. Isso se traduz em um aumento nos valores da EW, depois de subtrair a contribuição do contínuo por um fator de 4 para as linhas $Br\gamma$ e $H_2 \lambda 2,12\mu m$, por um fator de 6,7 para o $[Fe II]\lambda 1,64\mu m$ e por um fator de 10 para as linhas do $Pa\beta$ e $[Fe II]\lambda 1,25\mu m$. Os valores da EW das linhas de emissão do $Pa\beta$ e $Br\gamma$ podem ser ainda maiores se estrelas formadas em episódios de formação estelar anteriores no anel estiverem presentes, mas avaliar a contribuição dessas estrelas requer espectros com alto sinal-ruído para permitir uma síntese espectral adequada e isso está além do escopo deste trabalho.

4.2.2 Razões de linhas de emissão

Os mecanismos de excitação das linhas de emissão do $[Fe II]$ e H_2 podem ser investigados usando as razões de linhas de emissão $[Fe II]\lambda 1,25\mu m/Pa\beta$ e $H_2/Br\gamma$ respectivamente (Larkin et al., 1998; Reunanen; Kotilainen; Prieto, 2002; Rodríguez-Ardila et al., 2004; Rodríguez-Ardila; Riffel; Pastoriza, 2005; Riffel; Storchi-Bergmann; Winge, 2013b; Colina et al., 2015; Lamperti et al., 2017).

Figura 4.8: Mapas de razões de linhas de emissão de $[\text{Fe II}] \lambda 1,25\mu\text{m}/\text{Pa}\beta$, $\text{H}_2 \lambda 2,12\mu\text{m}/\text{Br}\gamma$ e mapa de avermelhamento obtido a partir da razão do $\text{Pa}\beta/\text{Br}\gamma$ ($[\text{Fe II}] \lambda 1,25\mu\text{m}/\text{Pa}\beta$ (painel esquerdo), $\text{H}_2 \lambda 2,12\mu\text{m}/\text{Br}\gamma$ (painel do meio) mapas de razões de linhas de emissão e mapa de avermelhamento obtido a partir da razão do $\text{Pa}\beta/\text{Br}\gamma$ (painel direito). As regiões em cinza representam localizações onde uma ou ambas linhas não apresentaram boas medidas de fluxo.



Fonte: O autor

Mostramos os mapas dessas razões de linhas para Mrk 42 na figura 4.8. O painel esquerdo mostra o mapa da razão $[\text{Fe II}] \lambda 1,25\mu\text{m}/\text{Pa}\beta$ enquanto o mapa $\text{H}_2/\text{Br}\gamma$ é mostrado no painel do meio. As regiões cinzas representam locais mascarados onde a razão sinal/ruído de uma ou de ambas as linhas não foi alta o suficiente para permitir bons ajustes. Além disso, não mostramos os valores para $0,45''$, no qual não é detectada nenhuma emissão $[\text{Fe II}] \lambda 1,25\mu\text{m}$ (ver Figura 4.7) e o H_2 e $\text{Br}\gamma$ são marginalmente detectados e, portanto, a incerteza para $\text{H}_2/\text{Br}\gamma$ é alta.

Ambos os mapas de razão de fluxo $[\text{Fe II}] \lambda 1,25\mu\text{m}/\text{Pa}\beta$ e $\text{H}_2 \lambda 2,12\mu\text{m}/\text{Br}\gamma$ mostram valores menores que 0,6 na maioria dos locais, sugerindo que as linhas H_2 e $[\text{Fe II}]$ são excitadas pelas regiões de formação estelar (Riffel; Storchi-Bergmann; Winge, 2013b). No entanto, algumas diferenças são encontradas entre esses mapas. Enquanto $[\text{Fe II}] \lambda 1,25\mu\text{m}/\text{Pa}\beta$ mostram valores baixos ao longo de todo o anel de CNSFRs, a razão de fluxo $\text{H}_2 \lambda 2,12\mu\text{m}/\text{Br}\gamma$ mostra valores mais altos (de até 0,7) para as CNSFRs localizadas a noroeste do núcleo. Na Tabela 4.2 apresentamos os valores das razões de linhas $[\text{Fe II}] \lambda 1,25\mu\text{m}/\text{Pa}\beta$ e $\text{H}_2 \lambda 2,12\mu\text{m}/\text{Br}\gamma$ para as CNSFRs de Mrk 42, obtidos pela medida dos fluxos das linhas de emissão a partir dos espectros integrados mostrados nas Figuras 4.3 – 4.5, e identificados na Figura 4.7. Valores pequenos de $[\text{Fe II}] \lambda 1,25\mu\text{m}/\text{Pa}\beta$ ($< 0,5$) e $\text{H}_2 \lambda 2,12\mu\text{m}/\text{Br}\gamma$ ($< 1,0$) são observados para todas as CNSFRs. A razão de fluxos $\text{Pa}\beta/\text{Br}\gamma$ pode ser usada para mapear a extinção de gás. O avermelhamento $E(B - V)$ pode ser obtido por (como discutido no capítulo 3):

$$E(B - V) = 4,8 \log \left(\frac{5,88}{F_{Pa\beta}/F_{Br\gamma}} \right), \quad (4.1)$$

onde $F_{Pa\beta}$ e $F_{Br\gamma}$ são os fluxos das linhas de emissão de $Pa\beta$ e $Br\gamma$, respectivamente. Adotamos a razão intrínseca $F_{Pa\beta}/F_{Br\gamma} = 5,88$ correspondente ao caso B de recombinação para uma temperatura eletrônica de $T_e = 10^4$ K e densidade eletrônica $N_e = 100 \text{ cm}^{-3}$ (Osterbrock; Ferland, 2006) e usamos a lei de extinção de Cardelli (Cardelli; Clayton; Mathis, 1989). O mapa resultante para $E(B - V)$ é mostrado no painel direito da Figura 4.8, onde valores variando de 0 a 1,2 são derivados. A última coluna da tabela 4.1 mostra o $E(B - V)$ resultante para o núcleo e para cada CNSFR. O avermelhamento derivado para as CNSFRs de Mrk 42 é consistente com aqueles obtidos para regiões de formação estelar em outras galáxias e galáxias H II (Kotilainen et al., 2000; Martins et al., 2013a; Riffel et al., 2016a).

Tabela 4.2: Razões de linhas, dispersão de velocidades e larguras equivalentes para as CNSFRs, obtidas a partir dos espectros integrados das figuras 4.3, 4.4 e 4.5. Os valores para a dispersão da velocidade foram corrigidos para o alargamento instrumental.

P	Razões de Linhas		Dispersões de Velocidade			Largura Equivalente			
	[Fe II]1,25/Pa β	H ₂ 2,12/Br γ	Pa β (km s ⁻¹)	[Fe II]1,64 (km s ⁻¹)	H ₂ 2,12 (km s ⁻¹)	Pa β (Å)	[Fe II]1,64 (Å)	H ₂ 2,12 (Å)	Br γ (Å)
A	0,18±0,06	0,38±0,10	25,0±1,3	53,5±15,0	35,8±9,2	14,8±3,2	2,9±0,8	2,7±0,6	7,4±1,2
B	0,47±0,05	0,61±0,18	29,8±2,8	36,4±11,3	40,5±11,3	11,4±4,1	2,4±0,7	3,8±1,1	6,6±1,7
C	0,18±0,07	0,62±0,17	26,8±1,7	50,5±14,4	40,5±10,6	10,0±2,7	3,0±0,8	3,8±1,0	6,6±1,7
D	0,22±0,08	0,59±0,16	21,4±1,7	35,3±13,0	35,2±8,9	6,8 ±1,8	1,2±0,4	2,2±0,5	3,6±0,7
E	0,27±0,09	0,42±0,10	22,5±1,5	36,1±11,3	22,2±6,6	8,8 ±3,8	1,7±0,5	2,0±0,5	4,9±0,8
F	0,20±0,05	0,95±0,23	31,4±2,3	36,3±8,2	53,5±11,9	10,9 ±4,5	2,8±0,7	5,6±1,4	5,8±0,9
G	0,21±0,09	0,72±0,15	29,7±2,3	40,5±11,1	25,8±5,8	9,3 ±2,5	2,6±0,7	3,0±0,6	4,3±0,8
H	0,41±0,18	0,89±0,22	26,8±2,5	34,3±12,2	37,0±6,2	5,8 ±2,0	1,4±0,4	3,1±0,5	3,5±0,8

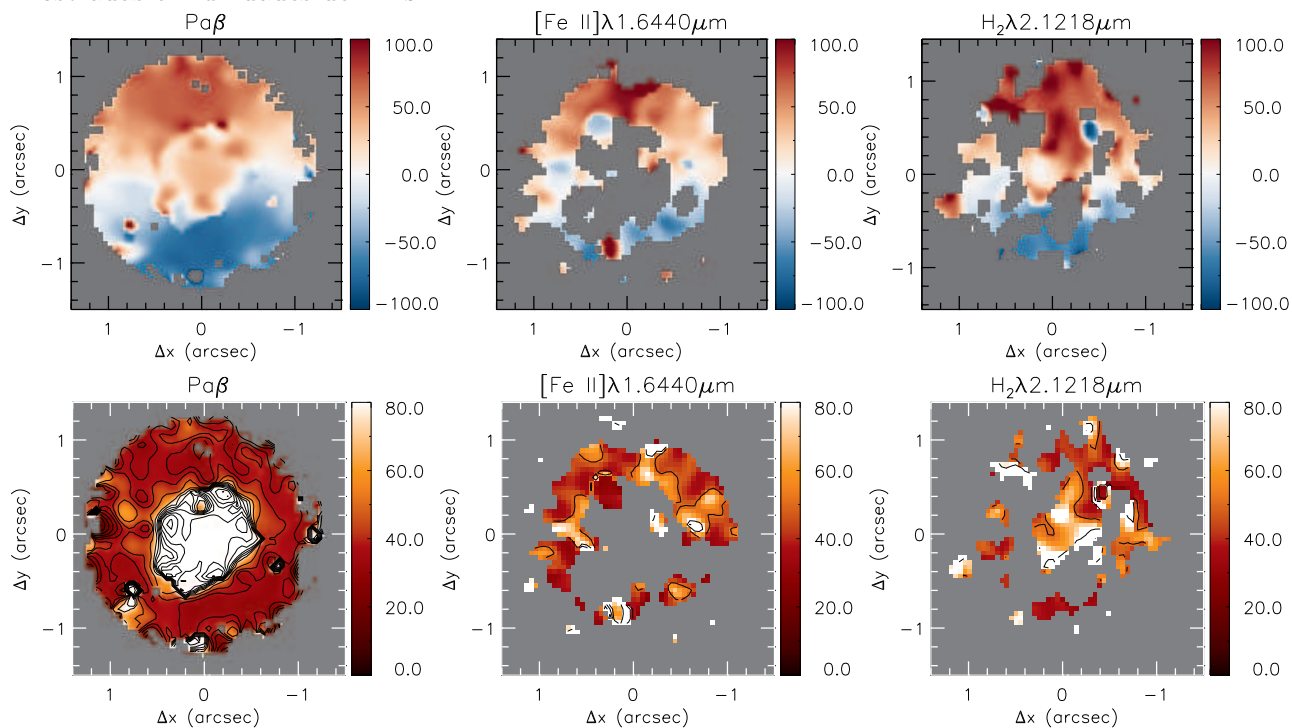
4.2.3 Campos de velocidades e mapas de dispersão de velocidades do gás

Os campos de velocidades e mapas para a dispersão de velocidade do gás são mostrados nos painéis superiores e inferiores da Figura 4.9, respectivamente. As regiões em cinza nos mapas correspondem a locais mascarados, usando os mesmos critérios que foram aplicados aos mapas de fluxos das linhas de emissão. Os campos de velocidades para Pa β (painel superior esquerdo), [Fe II] (painel superior central) e H $_2$ (painel superior direito) são apresentados após a subtração da velocidade sistêmica da galáxia ($V_s = 7390 \text{ km s}^{-1}$), como obtido a partir do ajuste do modelo de disco em rotação ao campo de velocidades observado para o Pa β (ver Seção 4.3.3). Na parte interna a $0,45''$, onde o perfil do Pa β foi ajustado por duas curvas gaussianas, usamos os resultados para a componente estreita. Os campos de velocidade para todas as linhas são semelhantes e sugerem gás em rotação no plano da galáxia com a linha dos nodos orientada aproximadamente ao longo da direção norte-sul e uma amplitude de velocidade de cerca de 150 km s^{-1} . Além da rotação ordenada no interior de $0,45''$ é observada uma componente cinemática adicional, conforme indicado pelos maiores *redshifts* vistos nos mapas de Pa β e H $_2$ (V_{LOS}), possivelmente devido a *outflows* a partir do núcleo.

Os painéis inferiores da Figura 4.9 mostram os mapas de dispersão de velocidades para o Pa β (painel esquerdo), [Fe II] (painel central) e H $_2$ (painel direito). Estes mapas foram corrigidos pelo alargamento instrumental usando $\sigma = \sqrt{\sigma_{\text{obs}}^2 - \sigma_{\text{ins}}^2}$, onde σ_{obs} é a dispersão de velocidades observada e σ_{ins} é a dispersão de velocidades instrumental dada por $\sigma_{\text{inst}} = \text{FWHM}/2,355$, com o FWHM medido a partir de linhas de emissão típicas presentes no espectro da lâmpada de calibração em comprimento de onda. Pequenos valores de σ ($< 50 \text{ km s}^{-1}$) são observados ao longo do anel de CNSFRs para todas as linhas de emissão, enquanto que valores mais altos são vistos na região interna a $0,45''$ para o Pa β , com valores σ de até 200 km s^{-1} . Para fins de ilustração, o mapa de σ para o Pa β mostra apenas valores menores que 80 km s^{-1} , o que permite a comparação com os mapas σ de H $_2$ e [Fe II]. Os altos valores de σ vistos na região nuclear para Pa β apoiam a interpretação de que um *outflow* está presente no interior de $0,5''$. Alguns valores altos de σ são também vistos para o H $_2$ no núcleo, atingindo valores de até 80 km s^{-1} .

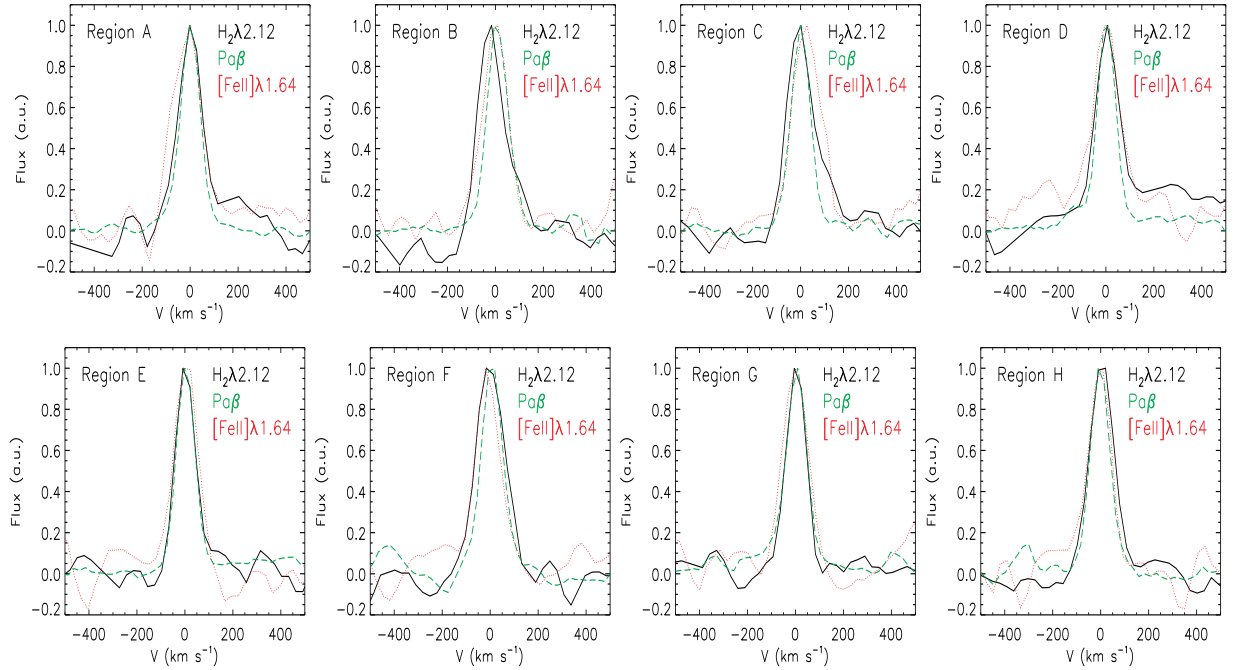
Na Tabela 4.2 são apresentados valores para a dispersão de velocidades medidas para cada CNSFR, a partir do ajuste dos perfis das linhas observadas nos espectros integrados mostrados nas figuras 4.3 – 4.5, que sugerem que o perfil do Pa β é geralmente mais estreito do que os perfis de H $_2$ e [Fe II]. A Figura 4.10 apresenta a sobreposição dos perfis das linhas de emissão Pa β , [Fe II] e H $_2$ de cada CNSFR, o que sugere que, de fato, os perfis de H $_2$ e [Fe II] são mais largos que os de Pa β para a maioria das regiões, embora deva ser notado que a linha Pa β é apenas marginalmente resolvida em nossos espectros.

Figura 4.9: Campos de velocidade do gás (superior) e mapas de dispersão de velocidades σ (inferior) para o $\text{Pa}\beta$ (esquerda), $[\text{Fe II}]\lambda 1,6440\mu\text{m}$ (centro) e $\text{H}_2\lambda 2,1218\mu\text{m}$ (direita). As barras coloridas são mostradas em unidades de km s^{-1} .



Fonte: O autor

Figura 4.10: Perfis de linhas de emissão de $H_2 \lambda 2,12 \mu\text{m}$ (preto), $\text{Pa}\beta$ (verde) e $[\text{Fe II}]\lambda 1,64 \mu\text{m}$ (vermelho) para as CNSFRs. Os painéis mostram o fluxo normalizado versus velocidade em unidades dekms^{-1} para cada CNSFR.



Fonte: O autor

4.3 Discussões

4.3.1 Origem da emissão de H_2 e $[\text{Fe II}]$ no anel das CNSFRs

A razão de linhas $[\text{Fe II}] \lambda 1,25 \mu\text{m} / \text{Pa}\beta$ pode ser usada para investigar o mecanismo de excitação da emissão do $[\text{Fe II}]$. Alguns estudos indicam que a emissão do $[\text{Fe II}]$ em galáxias ativas pode ser produzida por choques devido à interação de jatos de rádio com o meio interestelar (Forbes; Ward, 1993; Dopita; Sutherland, 1996), enquanto outros estudos indicam que a fotoionização pode produzir a maior parte da emissão observada de $[\text{Fe II}]$ (Simpson et al., 1996; Dors JR. et al., 2012). Uma maneira de descobrir quais são os principais mecanismos de excitação da emissão do $[\text{Fe II}]$ é baseada no uso da razão de fluxos $[\text{Fe II}] \lambda 1,25 \mu\text{m} / \text{Pa}\beta$ (Reunanen; Kotilainen; Prieto, 2002; Rodríguez-Ardila et al., 2004; Rodríguez-Ardila; Riffel; Pastoriza, 2005; Riffel; Storchi-Bergmann; Winge, 2013b; Colina et al., 2015). Valores típicos para os núcleos Seyfert são $0,6 < [\text{Fe II}] 1,2570 \mu\text{m} / \text{Pa}\beta < 2,0$, enquanto que valores menores do que 0,6 são observados para galáxias Starburst e regiões H II. Valores maiores que 2,0 podem estar associados a choques devido a jatos de rádio ou explosões de supernovas (Rodríguez-Ardila et al., 2004).

Como observado no painel esquerdo da Figura 4.8, o mapa para a razão de fluxos

$[\text{Fe II}]\lambda 1,2570\mu\text{m}/\text{Pa}\beta$ apresenta valores menores que 2,0 em todas as localizações do anel de CNSFRs, indicando que a origem da linha de emissão $[\text{Fe II}]$ é fotoionização devido a estrelas jovens.

A origem da emissão de H_2 em galáxias ativas tem sido abordada por vários estudos (Reunanen; Kotilainen; Prieto, 2002; Rodríguez-Ardila et al., 2004; Rodríguez-Ardila; Riffel; Pastoriza, 2005; Davies et al., 2005; Ramos Almeida; Pérez García; Acosta-Pulido, 2009; Riffel et al., 2006; Riffel; Storchi-Bergmann; Winge, 2013b; Dors JR. et al., 2012; Colina et al., 2015). Em resumo, as linhas H_2 podem ser originadas por dois mecanismos: (i) excitação fluorescente através da absorção de fótons com energias no ultravioleta de regiões H II ou AGNs (Black; van Dishoeck, 1987) e (ii) excitação colisional devido ao aquecimento do gás por choques (Hollenbach; McKee, 1989), ou por raios-X do AGN (Maloney; Hollenbach; Tielens, 1996).

A razão de linha $\text{H}_2 \lambda 2,12\mu\text{m}/\text{Br}\gamma$ pode ser usada para investigar o mecanismo principal de excitação H_2 : valores menores que 0,6 são comumente observados em regiões H II e galáxias Starburst onde as linhas H_2 são originadas por fluorescência, enquanto que valores maiores são observados para AGNs e remanescentes de supernova em que o aquecimento do gás por raios X e choques pode dominar (Rodríguez-Ardila; Riffel; Pastoriza, 2005; Dors JR. et al., 2012; Riffel; Storchi-Bergmann; Winge, 2013b; Colina et al., 2015). Para Mrk 42 o mapa de razão de fluxo $\text{H}_2 \lambda 2,12\mu\text{m}/\text{Br}\gamma$ (painel central da figura 4.8) mostra valores menores que 0,6 em todas as localizações do anel de CNSFRs, indicando que a emissão H_2 observada é produzida por fluorescência devido a absorções de fótons ultravioletas emitidos por estrelas jovens.

4.3.2 Um Starburst nuclear em Mrk 42

Usando os valores de fluxo apresentados na tabela 4.1 para o núcleo de Mrk 42 obtemos valores muito baixos para as razões $\text{H}_2 \lambda 2,12\mu\text{m}/\text{Br}\gamma$ e $[\text{Fe II}]\lambda 1,25\mu\text{m}/\text{Pa}\beta$. Ambas as razões mostram valores menores que $\approx 0,6$, que não são consistentes com aqueles usualmente observados para os núcleos de Seyfert (maiores que 0,6 para ambas as razões (Rodríguez-Ardila et al., 2004)).

A partir do ajuste das linhas de emissão presentes no espectro ótico de Mrk 42 obtido como parte do *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) (Albaret et al., 2017; Blanton et al., 2017), obtemos $[\text{N II}]\lambda 6583/\text{H}\alpha \approx 0,2$ e $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta \approx 3$, a qual coloca o núcleo de Mrk 42 na região de starburst no diagrama BPT (Baldwin; Phillips; Terlevich, 1981), o que é consistente com razões de linhas vistas no infravermelho próximo. Entretanto, vale a pena ressaltar que o espectro do SDSS é obtido para uma abertura de $3''$ de diâmetro, o qual inclui o anel de CNSFRs. No entanto é bem conhecido que esta galáxia apresenta um AGN tipo 1, uma vez que são detectadas linhas de recombinação largas.

Os valores baixos para as razões de intensidades de linhas vistos no óptico e no infravermelho próximo podem ser explicadas se, além do AGN central, Mrk 42 apresentar também forte

atividade nuclear de formação estelar que domina a excitação do gás. Starbursts nucleares semelhantes são vistos em outras galáxias com anéis de CNSFRs como para NGC 4303 (Colina; Arribas, 1999; Colina et al., 2002; Riffel et al., 2016a).

4.3.3 Cinemática do gás

Os campos de velocidades do gás apresentados na Figura 4.9 mostram claramente um componente de rotação. A fim de obter os parâmetros cinemáticos e geométricos ajustamos o campo de velocidades observado para o Pa β por um modelo de disco em rotação, assumindo órbitas circulares no plano da galáxia, usando a seguinte equação (Bertola et al., 1991b), já apresentada na Seção 3.3:

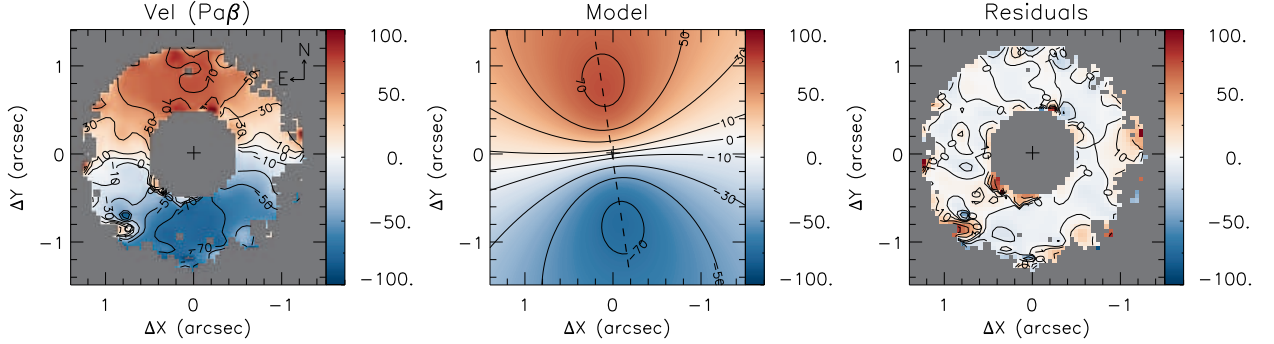
$$V_r(R, \Psi) = V_s + \frac{A R \cos(\Psi - \Psi_0) \sin(i) \cos^p i}{R^2 [\sin^2(\Psi - \Psi_0) + \cos^2(i) \cos^2(\Psi - \Psi_0)] + c_0^2 \cos^2(i)^{p/2}}. \quad (4.2)$$

O modelo cinemático resultante é mostrado no painel central da figura 4.11, enquanto o campo de velocidades observado para o Pa β é mostrado no painel esquerdo. As localizações em cinza representam posições mascaradas, onde não conseguimos obter boas medidas de velocidade (em distâncias maiores que 1," do núcleo) e a região nuclear, onde *outflows* do AGN central parecem coexistir com um componente de disco. O mapa residual, obtido como a diferença entre as velocidades observadas e o modelo, é apresentado no painel da direita. O mapa residual apresenta valores muito próximos de zero em todos os locais (menores que 10 km s⁻¹), mostrando que o campo de velocidades é bem representado pelo modelo e, portanto, dominado por rotação regular.

Os parâmetros resultantes para o modelo de melhor ajuste são: $i = 20,2^\circ \pm 2,0^\circ$, $V_s = 7391 \pm 11 \text{ km s}^{-1}$, corrigidos para o referencial heliocêntrico $A = 259 \pm 24 \text{ km s}^{-1}$, $\Psi_0 = 8^\circ \pm 1^\circ$, $c_0 = 0,56 \pm 0,05 \text{ arcsec}$ e $p = 1,5$ que foi limitado entre 1 e 1,5. A inclinação do disco é ligeiramente maior que a do disco em grande escala, obtida como $i = \arccos b/a$, onde a e b são os semi-eixos maior e menor da galáxia. O valor da velocidade sistêmica ($V_s = 7385 \text{ km s}^{-1}$) está em boa concordância com a de Falco et al. (1999). A orientação da linha de nodos é semelhante à do disco de grande escala, citado no banco de dados Hyperleda ($\Psi_0 = -12^\circ$) (Makarov et al., 2014).

Para a região interna a $r < 0,45''$, a linha de emissão do Pa β parece apresentar duas componentes cinemáticas estreitas: uma componente *blueshifted* é vista com a velocidade de $V_{\text{blue}} \approx -300 \text{ km s}^{-1}$, relativa à velocidade sistêmica e uma componente *redshifted* é vista com velocidades muito próximas da velocidade sistêmica da galáxia. A componente *blueshifted* é apenas marginalmente detectado e, portanto, não fomos capazes de ajustá-lo satisfatoriamente pixel a pixel. Uma possível interpretação destas duas componentes é que a componente *blueshifted* é originada de um *outflow* de gás a partir do núcleo, excitado pelo AGN central. A

Figura 4.11: Pannel esquerdo: campo de velocidade do Pa β ; pannel do meio: modelo de disco em rotação e direito: mapa residual, obtido como a diferença das velocidades observadas e do modelo. As barras coloridas mostram a velocidade em unidades de km s $^{-1}$ e a cruz central indica a posição do núcleo. As regiões cinzas externas representam locais mascarados onde a relação sinal-ruído do Pa β não era alta o suficiente para permitir um bom ajuste de seu perfil, enquanto a região cinza em $r < 0,45''$ representa locais mascarados, onde *outflows* de gás são sugeridos. A cruz central marca a posição do núcleo.



Fonte: O Autor

componente *redshifted* poderia ser originada do Starburst nuclear situado no disco da galáxia, como indicado pelo fato desta componente possuir velocidade muito próxima da velocidade sistêmica da galáxia.

4.3.4 Populações estelares e CNSFRs

Usamos os fluxos integrados das linhas de emissão apresentados na tabela 4.1 para calcular as seguintes propriedades: a massa de gás ionizado ($M_{\text{H II}}$); taxa de fótons ionizantes ($Q[\text{H}^+]$); a taxa de formação estelar (SFR) e a massa de gás molecular quente (M_{H_2}).

A massa de gás ionizado pode ser estimada por (Riffel et al., 2016a)

$$\left(\frac{M_{\text{H II}}}{M_{\odot}}\right) = 3 \times 10^{19} \left(\frac{F_{\text{Br}\gamma}}{\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}}\right) \left(\frac{D}{\text{Mpc}}\right)^2 \left(\frac{N_e}{\text{cm}^{-3}}\right)^{-1}, \quad (4.3)$$

onde $F_{\text{Br}\gamma}$ é o fluxo do Br γ , D é a distância da galáxia e N_e é a densidade eletrônica. A equação foi construída assumindo o caso B de recombinação e uma temperatura eletrônica de 10 4 K (Osterbrock; Ferland, 2006).

A massa de gás molecular quente pode ser estimada por (Scoville et al., 1982; Riffel et al., 2008)

$$\left(\frac{M_{\text{H}_2}}{M_{\odot}}\right) = 5,0776 \times 10^{13} \left(\frac{F_{\text{H}_2\lambda 2,1218}}{\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}}\right) \left(\frac{D}{\text{Mpc}}\right)^2, \quad (4.4)$$

onde $F_{\text{H}_2\lambda 2,1218}$ é o fluxo da linha de emissão H $_2$ λ 2,1218. É assumido equilíbrio térmico local e uma temperatura de excitação de 2000 K para o H $_2$.

A taxa de emissão de fótons ionizantes é obtida a partir de Riffel et al. (2009):

$$\left(\frac{Q[\text{H}^+]}{\text{s}^{-1}}\right) = 7,47 \times 10^{13} \left(\frac{L_{\text{Br}\gamma}}{\text{erg s}^{-1}}\right), \quad (4.5)$$

onde $L_{\text{Br}\gamma}$ é a luminosidade $\text{Br}\gamma$. A taxa de formação estelar é obtida por:

$$\left(\frac{\text{SFR}}{M_{\odot}\text{yr}^{-1}}\right) = 8,2 \times 10^{-40} \left(\frac{L_{\text{Br}\gamma}}{\text{erg s}^{-1}}\right), \quad (4.6)$$

seguindo Kennicutt Jr. (1998). As equações acima para SFR e $Q[\text{H}^+]$ são derivadas assumindo formação estelar contínua, e devem ser consideradas apenas como aproximações para estes parâmetros.

Para estimar a massa de gás ionizado e as propriedades físicas resultantes de cada CNSFR de Mrk 42 mostrados na tabela 4.3, assumimos o valor de densidade eletrônica de $N_e = 300 \text{ cm}^{-3}$, que é o valor médio da densidade eletrônica para uma amostra de CNSFRs derivadas a partir da razão de intensidades das linhas $[\text{S II}]\lambda 6717/\lambda 6731$ por Díaz et al. (2007) e Dors Jr. et al. (2008a).

Os parâmetros físicos derivados das CNSFRs de Mrk 42 podem ser comparados com valores previamente publicados. Dors Jr. et al. (2008a) usaram o IFS óptico para estudar as CNSFRs das galáxias NGC 1097 e NGC 6951 e encontraram SFR na faixa $0,002\text{--}0,14 M_{\odot}\text{yr}^{-1}$ para as oito regiões de formação estelar estudadas. Shi, Gu e Peng (2006) usaram as observações do SDSS para estudar uma amostra de 385 objetos classificados como galáxias de formação estelar e encontraram um valor médio para a SFR de $0,14 M_{\odot}\text{yr}^{-1}$. Falcón-Barroso et al. (2014) utilizaram dados do SINFONI para estudar a formação estelar no interior de 700 pc da galáxia espiral ativa NGC613 e obtiveram $\text{SFR} \approx 10^{-2} - 10^{-1} M_{\odot}\text{yr}^{-1}$ para oito CNSFRs. Riffel et al. (2016a) encontraram SFR de $(0,4\text{--}2,0) \times 10^{-2} M_{\odot}\text{yr}^{-1}$ para as CNSFRs de NGC 4303 derivados das observações do SINFONI. Assim os valores de SFR derivados para o anel de Mrk 42 ($0,07\text{--}0,2 M_{\odot}\text{yr}^{-1}$) estão dentro da faixa de valores observados para outras galáxias com semelhantes anéis nucleares.

As taxas de emissão de fótons ionizantes para as CNSFRs de Mrk 42 estão no intervalo de $\log(Q) = 51,8 - 52,3$ fótons s^{-1} e estão de acordo com valores já obtidos para CNSFRs em outras galáxias (Galliano; Alloin, 2008; Riffel et al., 2009, 2016a). Essas taxas correspondem a mais de cem estrelas O3 em cada CNSFR (Osterbrock; Ferland, 2006), mas esses valores devem ser considerados apenas como aproximados já que um cenário de formação estelar contínua foi assumido e o cenário mais provável é o de formação estelar instantânea.

Finalmente, as massas de gás ionizado e molecular quente observadas para Mrk 42 são similares as observadas para outras CNSFRs (Riffel et al., 2016a, 2009). A razão média entre as massas de gás ionizado e molecular quente é $< M_{\text{HII}}/M_{\text{H}_2} \approx 3312$, sendo semelhante ao observado para as CNSFRs de NGC 4303 (Riffel et al., 2016a), e também na faixa de valores

Tabela 4.3: Parâmetros físicos das CNSFRs em Mrk 42 para os fluxos integrados das linhas de emissão mostradas na Tabela 4.1. A localização de cada região é indicada na Figura 4.7. $Q[\text{H}^+]$ é a taxa de fótons ionizantes, SFR a taxa de formação de estrelas, $M_{\text{H II}}$ é a massa de gás ionizado e M_{H_2} a massa de gás molecular quente.

Região	$\log Q[\text{H}^+] \text{ (s}^{-1}\text{)}$	SFR ($10^{-2}M_{\odot}\text{yr}^{-1}$)	$M_{\text{H II}} \text{ (}10^4M_{\odot}\text{)}$	$M_{\text{H}_2} \text{ (}M_{\odot}\text{)}$
A	$52,3 \pm 0,06$	$21,5 \pm 3,30$	$21,9 \pm 3,36$	$43,0 \pm 9,20$
B	$51,8 \pm 0,06$	$7,4 \pm 1,20$	$7,6 \pm 1,23$	$23,6 \pm 6,65$
C	$51,8 \pm 0,06$	$7,4 \pm 1,17$	$7,5 \pm 1,19$	$23,6 \pm 5,30$
D	$51,8 \pm 0,07$	$7,6 \pm 1,43$	$7,7 \pm 1,46$	$23,0 \pm 4,72$
E	$51,9 \pm 0,05$	$8,2 \pm 0,93$	$8,4 \pm 0,95$	$17,9 \pm 3,67$
F	$51,8 \pm 0,05$	$7,8 \pm 0,94$	$7,9 \pm 0,96$	$38,5 \pm 7,86$
G	$51,8 \pm 0,05$	$6,9 \pm 0,89$	$7,0 \pm 0,91$	$25,7 \pm 4,25$
H	$51,8 \pm 0,08$	$6,4 \pm 1,27$	$6,5 \pm 1,30$	$29,6 \pm 4,13$
Anel	$53,1 \pm 0,04$	$138,7 \pm 12,89$	$141,43 \pm 13,13$	$624,3 \pm 87,19$

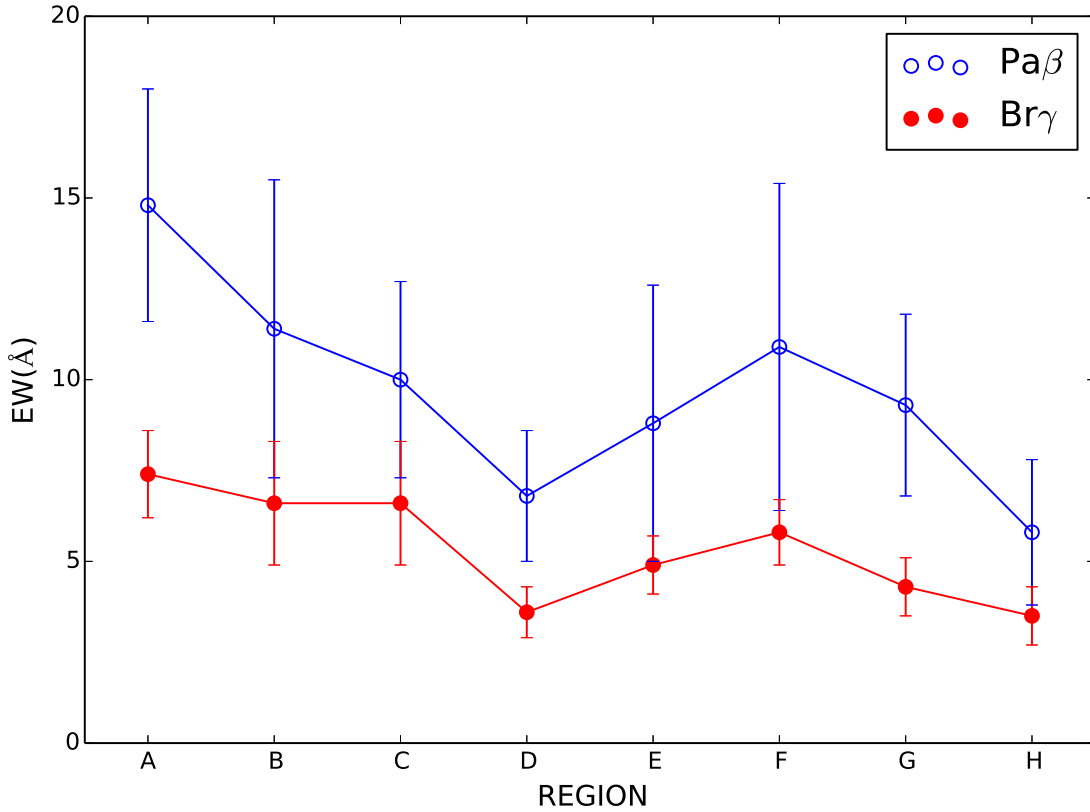
obtidos para o kiloparsec interno das galáxias Seyfert próximas, de 200–8000 (Schönell JR. et al., 2017; Riffel et al., 2018b).

A massa total de gás ionizado no anel (derivada a partir dos fluxos de $\text{Br}\gamma$ e $\text{H}_2 \lambda 2,12\mu\text{m}$ medidos em um espectro integrado compreendendo distâncias entre $0,45''$ e $1,3''$ do núcleo) é 1,9 vezes maior que a soma de $M_{\text{H II}}$ de todas as CNSFRs. A massa total de M_{H_2} quente no anel é 2,8 vezes maior que a das CNSFRs, indicando que uma grande quantidade de gás é observada fora das CNSFRs.

Nós também podemos usar os espectros mostrados na figura 4.3 para melhor investigar o conteúdo estelar das CNSFRs. Esses espectros mostram fortes absorções em $1,17\text{--}1,20\mu\text{m}$, que podem ser absorções moleculares de estrelas na fase dos pulsos térmicos no ramo assintótico das gigantes (*Thermally Pulsing Asymptotic Giant Branch* - TP-AGB), como sugerido por modelos de populações estelares simples (Maraston, 2005) e detectado no espectro nuclear de AGNs próximos (VO e CN) (Riffel et al., 2007, 2015). Além disso, essas linhas estão claramente presentes nos espectros de estrelas na fase TP-AGB (Lançon et al., 2001; Maraston, 2005; Rayner; Cushing; Vacca, 2009).

Comparando os espectros das CNSFRs ‘E’, ‘F’ e ‘G’, com os espectros estelares mostrados por Lançon et al. (2001), podemos notar que absorções similares também são vistas nos espectros de estrelas ricas em oxigênio (TiO e VO) e carbono (absorções de CN) na fase TP-AGB. Martins et al. (2013a) também relataram a detecção de assinaturas de populações estelares dominadas pela fase TP-AGB (como absorções de CN, TiO e ZrO) em espectros do infravermelho próximo de galáxias H II, que mostram linhas de absorção similares em $\approx 1,19\mu\text{m}$, como as vistas para as CNSFRs de Mrk 42. No entanto, a síntese de populações estelares realizada para galáxias com formação estelar por Martins et al. (2013b), não encontram uma correlação

Figura 4.12: Sequência de valores para as linhas de emissão da EW para $\text{Pa}\beta$ (círculos azuis abertos) e $\text{Br}\gamma$ (círculos vermelhos preenchidos) para as CNSFRs rotuladas de ‘A’ a ‘H’ na Figura 4.7.



Fonte: O autor

clara entre os índices do infravermelho próximo e a presença de populações estelares de idade intermediária, mas isso é atribuído por esses autores como devido a limitações observacionais. Assim, a detecção dessas bandas moleculares nas CNSFRs ‘E’, ‘F’ e ‘G’ sugere que essas regiões são mais antigas que as outras CNSFRs de Mrk 42 e já apresentam algumas estrelas evoluídas.

4.3.5 Como a formação estelar ocorre no anel de CNSFRs?

Os *inflows* de gás em direção à região central das galáxias, fornecem um reservatório de gás que podem desencadear a formação estelar (circum)nuclear e um AGN central. A maneira como o material flui para a região central pode ser através de barras, braços em espiral ou interações com galáxias vizinhas. *Inflows* de gás associados a braços espirais de poeira nuclear e barras foram observados para galáxias ativas próximas a escalas de algumas centenas de parsecs usando principalmente IFS óptico e no infravermelho próximo (Riffel et al., 2008; Fathi et al., 2006; Storchi-Bergmann et al., 2007; Müller Sánchez et al., 2009; Riffel; Storchi-Bergmann; Winge, 2013a; Schnorr-Müller et al., 2014a, 2017), mas a presença de estruturas de poeira nuclear não

é uma condição suficiente para produzir os escoamentos de gás em direção ao núcleo (Brum et al., 2017).

Dois possíveis cenários foram propostos para a origem das CNSFRs em escalas de poucas centenas de parsecs: os cenários *popcorn* e *pearls on a string* (Böker et al., 2008a), que mostram distribuições distintas na idade dos aglomerados estelares. No cenário *popcorn* o gás é acumulado na região circumnuclear resultando em um anel de material de maior densidade que permite a formação simultânea de estrelas em todo o anel ou em *hotspots* individuais colapsando em diferentes momentos dentro do anel. Assim, para este cenário não há relação entre a idade dos aglomerados estelares jovens e suas localizações dentro do anel.

No cenário *pearls on a string* um surto quase instantâneo de formação estelar de curta duração é induzida e localizada em uma determinada região do anel. A localização dessas regiões de superdensidade (*over-density regions* - ODR onde a densidade do gás é alta o suficiente para desencadear a formação estelar), depende de detalhes do potencial gravitacional mas elas são freqüentemente encontradas em locais onde o gás atinge a região central como por exemplo as pontas das barras. Os aglomerados estelares são formados nesses ODRs, que seguem órbitas dentro do anel resultando em vários aglomerados estelares com uma seqüência de idades e são chamados de "pearls on a string". Assim, neste cenário, dois segmentos de aglomerados estelares, em lados opostos do anel são esperados em que os aglomerados mais jovens têm suas localizações próximas às ODRs, tornando-se mais antigos quando se aproxima da ODR oposta, ou seja existe uma correlação entre a idade do aglomerado estelar e a localização no anel.

Para distinguir entre os cenários *popcorn* e *pearls on a string* para a origem do anel de CNSFRs em Mrk 42, construímos a Figura 4.12 que mostra a seqüência de valores de EW para as linhas de emissão do Pa β (círculos azuis abertos) e Br γ (círculos vermelhos preenchidos), para as regiões rotuladas de "A" a "H". Os valores de EW foram medidos a partir dos espectros integrados das figuras 4.3 e 4.5 e são mostrados na Tabela 4.2. Os valores de EW das linhas de recombinação de H podem ser usados para determinar a idade das regiões de formação de estrelas, com maiores valores observados para regiões mais jovens e valores mais baixos para regiões mais antigas, sob o pressuposto de que todas as regiões são intrinsecamente iguais em massa estelar e a massa do surto é a mesma (Dottori, 1981; Copetti; Pastoriza; Dottori, 1986).

Ao comparar os valores de EW para Br γ observados nas CNSFRs de Mrk 42 com os valores previstos por modelos de fotoionização (Riffel et al., 2009; Dors JR. et al., 2008a), concluímos que todas as regiões têm idades entre 5 e 6 Myr, considerando a correção devido à contribuição de estrelas do bojo para o contínuo nos valores derivados para EW, como discutido na Seção 4.2.1.

Os maiores valores de EW são observados para a região A, decrescendo para um valor mínimo na região D. Um segundo gradiente é visto da região F para H. Como a EW das linhas de recombinação de H podem ser associadas à idade das estrelas, esses gradientes podem

ser interpretados como uma assinatura de duas sequências de idade, uma da região “A” para “D” e outra da região “F” para “H”, favorecendo assim o cenário *pearls on a string*, se o gás atingir o centro ao longo do eixo maior da galáxia (próximo à orientação da barra – ver a Figura 4.7). Por outro lado, os espectros para as regiões “E”, “F” e “G” mostram claramente a presença das bandas de absorção molecular em 1,17–1,20 μm . Essas absorções (TiO, CN ou VO) são originadas em estrelas mais evoluídas que estão na fase TP-AGB (Maraston, 2005; Lançon et al., 2001), indicando que essas regiões são mais antigas que as restantes e não sugere uma sequência clara de idade para esses CNSFRs e, portanto não corrobora com a sequência de idades acima para essas CNSFRs.

4.3.6 Massa do SMBH

A massa do SMBH pode ser obtida diretamente da largura do $\text{Pa}\beta$ e da luminosidade, usando a seguinte equação (Kim et al., 2015; Kim; Im; Kim, 2010; Woo et al., 2015):

$$\frac{M_{BH}}{M_{\odot}} = 10^{7,04 \pm 0,02} \left(\frac{L_{\text{Pa}\beta}}{10^{42} \text{ergs}^{-1}} \right)^{0,48 \pm 0,03} \left(\frac{\text{FWHM}_{\text{Pa}\beta}}{10^3 \text{kms}^{-1}} \right)^2, \quad (4.7)$$

onde $L_{\text{Pa}\beta}$ é a luminosidade e $\text{FWHM}_{\text{Pa}\beta}$ corresponde à largura da componente larga do $\text{Pa}\beta$. Assumindo $L_{\text{Pa}\beta} = (9,0 \pm 0,3) \times 10^{39} \text{ergs}^{-1}$ e $\text{FWHM}_{\text{Pa}\beta} = 1480 \pm 40 \text{km s}^{-1}$, medidos a partir do perfil de $\text{Pa}\beta$ dentro de uma abertura circular de raio 0,25”, obtemos $M_{BH} = 2,5_{-0,6}^{+0,7} \times 10^6 M_{\odot}$.

A massa do SMBH de Mrk 42 aqui obtida está em boa concordância com os valores obtidos usando as relações de escala baseadas em observações ópticas e no exeso de variância de raios-X, que estão na faixa de $(0,7-18) \times 10^6 M_{\odot}$ (Wang; Lu, 2001; Bian; Zhao, 2003; Nikolajuk; Czerny; Gurynowicz, 2009). Notamos que a largura da linha de emissão larga de $\text{Pa}\beta$ é maior por um fator de 1,7–2,2 do que os citados na literatura para a componente larga de $\text{H}\beta$ (Goodrich, 1989; Bian; Zhao, 2003; Wang; Lu, 2001).

No entanto, deve-se notar que os valores da FWHM para $\text{H}\beta$ disponíveis na literatura são baseados em espectros de baixa resolução obtidos a mais de 20 anos. Usando o espectro do Sloan Digital Sky Survey (Albaret et al., 2017; Blanton et al., 2017) de Mrk 42, notamos que a componente larga de $\text{H}\beta$ é apenas marginalmente detectada, mas sua largura é consistente com nossa medida para o $\text{Pa}\beta$. A componente larga de $\text{H}\alpha$ de Mrk 42 é claramente detectada no espectro do SDSS e tem uma $\text{FWHM} \approx 1400 \text{km s}^{-1}$, sendo semelhante ao derivado para o $\text{Pa}\beta$.

Capítulo 5

A poeira quente em AGNs

Neste capítulo são apresentados e discutidos os resultados obtidos a partir do ajuste dos espectros nucleares de uma amostra de galáxias Seyfert.

5.1 Resultados

Com o objetivo de investigar a emissão de poeira quente a partir do núcleo das galáxias Seyfert de nossa amostra, ajustamos a emissão contínua dos espectros nucleares usando a seguinte metodologia. Para todas as galáxias, realizamos a extração de um espectro centrado no núcleo para uma abertura de raio $0,30''$. Essa abertura foi escolhida por ser maior do que a resolução angular dos cubos de dados do NIFS (≈ 2 vezes maior), para as galáxias de nossa amostra e incluir a maior parte da emissão devido ao AGN central. Além da emissão do AGN, este espectro também apresenta uma contribuição das populações estelares. A fim de subtrair esta componente, realizamos uma extração de um espectro dentro de um anel de raio interno $0,30''$ e raio externo $0,45''$ e normalizamos este espectro pela área da abertura nuclear multiplicando-o por $A_{\text{nuc}}/A_{\text{pop}} = 0,8$ onde A_{nuc} é a área de integração do espectro nuclear e A_{pop} é a área do anel extranuclear. Realizou-se a subtração do espectro da população estelar normalizado do espectro nuclear, obtendo-se assim um espectro livre da contribuição da população estelar, cuja emissão contínua é somente originada pelo AGN. Este espectro será denominado como espectro do AGN.

Os espectros dos AGNs apresentam duas componentes: uma corresponde a função do tipo lei de potência que representa a emissão do disco de acreção, e outra representada por uma função do tipo corpo negro, originada pela emissão de poeira quente (Riffel; Storchi-Bergmann; McGregor, 2009; Diniz et al., 2017; Riffel; Storchi-Bergmann; Nagar, 2010). Esta segunda componente em geral domina a emissão contínua do AGN na banda K. Os espectros dos AGNs foram ajustados por estas duas componentes utilizando a tarefa *NFIT1D* do pacote *STDAS.IRAF*. Não foram ajustadas regiões com linhas de emissão, linhas de absorção remanescentes e também

foram excluídas regiões com dados visivelmente espúrios. Os parâmetros obtidos a partir do ajuste por função do tipo corpo negro a estes espectros podem ser usados para a determinação da massa de poeira quente, possivelmente associada ao toroide de poeira nos AGNs.

Os resultados obtidos estão inseridos na Tabela 5.1. No ajuste da lei de potência, fixamos o índice espectral em 1,5 (Cid Fernandes et al., 2004). O índice espectral da lei de potência é fracamente vinculado por observações no infravermelho, já que esta componente contribui pouco para a emissão nesta banda espectral, embora seja dominante da emissão ótica de AGNs. Também fixamos o comprimento de onda de referência em $2,17\mu\text{m}$, reduzindo assim o número de parâmetros a serem ajustados. Após os ajustes nos espectros do AGN (com emissão contínua originada pelo AGN), obtemos o valor para a amplitude da função de corpo negro, para todas as galáxias da amostra. Os valores referentes a massa de poeira foram obtidos a partir da execução de uma rotina desenvolvida em linguagem IDL, seguindo a metodologia apresentada no Capítulo 3.

Tabela 5.1: Parâmetros resultantes do ajuste dos espectros dos AGNs de nossa amostra. (1) Nome da galáxia; (2) tipo de atividade nuclear; (3) temperatura do corpo negro; (4) amplitude do corpo negro e (5) Massa de poeira quente utilizando a metodologia apresentada no capítulo 3.

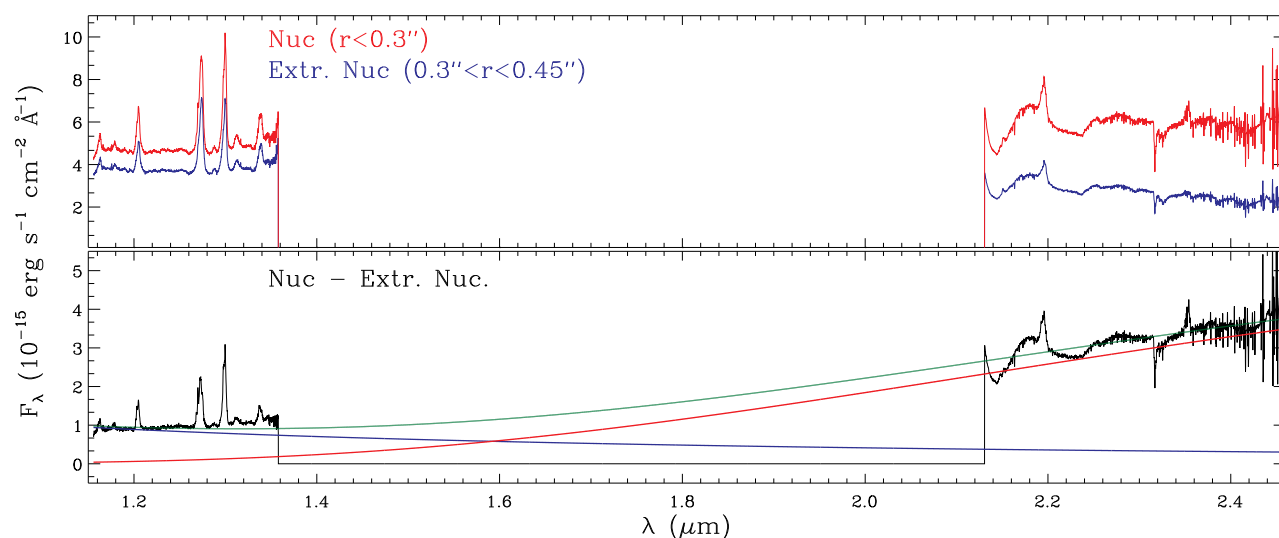
Galáxia	Núcleo	Temp. (K)	Amplitude	$M_{\text{HD}} (M_{\odot})$
Mrk 3	Sy2	803,81	$2,47 \times 10^{-15}$	$4,10 \times 10^{-1}$
Mrk 42	Sy1	1154,20	$1,37 \times 10^{-16}$	$3,44 \times 10^{-3}$
Mrk 79	Sy1	948,71	$5,73 \times 10^{-15}$	$5,38 \times 10^{-1}$
Mrk 607	Sy2	786,22	$7,57 \times 10^{-16}$	$6,23 \times 10^{-2}$
Mrk 766	Sy1.5	994,47	$4,17 \times 10^{-15}$	$8,87 \times 10^{-2}$
Mrk 1066	Sy2	944,54	$6,32 \times 10^{-16}$	$1,89 \times 10^{-2}$
NGC 788	Sy2	994,91	$3,21 \times 10^{-16}$	$7,60 \times 10^{-3}$
NGC 1052	Sy2	1026,09	$8,34 \times 10^{-16}$	$2,05 \times 10^{-4}$
NGC 2110	Sy2	859,98	$4,72 \times 10^{-15}$	$1,15 \times 10^{-1}$
NGC 3227	Sy1.5	1270,87	$6,66 \times 10^{-15}$	$1,75 \times 10^{-3}$
NGC 3516	Sy1.5	1349,53	$4,88 \times 10^{-15}$	$5,70 \times 10^{-3}$
NGC 4235	Sy1	1101,70	$3,41 \times 10^{-15}$	$1,18 \times 10^{-2}$
NGC 5506	Sy1.9	941,33	$2,88 \times 10^{-14}$	$2,13 \times 10^{-1}$
NGC 5548	Sy1	927,02	$4,17 \times 10^{-15}$	$2,88 \times 10^{-1}$
NGC 5899	Sy2	1218,31	$1,46 \times 10^{-16}$	$3,19 \times 10^{-4}$

As Figuras 5.1–5.15 mostram os resultados dos ajustes dos espectros nucleares. Em todas as figuras, nos painéis superiores são mostrados os espectros observados para o núcleo (em vermelho) e também os espectros representativos das populações estelares normalizados para a abertura do espectro nuclear (em azul). Os painéis inferiores mostram o espectro do AGN, livre da contribuição da população estelar (em preto). O resultado do ajuste deste espectro

é mostrado em verde, as contribuições do corpo negro são mostradas em vermelho e a lei de potência é representada em azul.

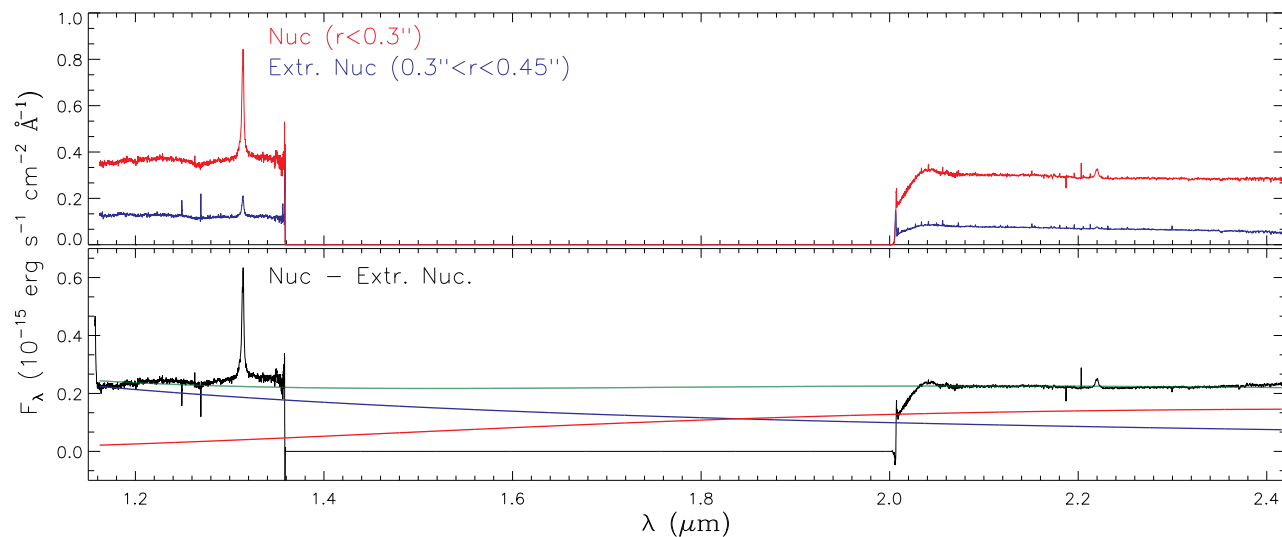
Para a maioria das galáxias, observa-se que a emissão contínua da banda J é dominada pela contribuição das populações estelares, enquanto que a contribuição do AGN é significativa para a emissão observada na banda K, como indicado pela comparação dos espectros mostrados nos painéis superiores das Figuras 5.1–5.15. Esse “excesso” na banda K é provavelmente devido a emissão de poeira quente localizada no toroide postulado pelo modelo unificado de AGNs (Antonucci, 1993; Urry; Padovani, 1995). Pode-se observar que para todas as galáxias os resultados dos ajustes reproduzem os espectros observados de forma satisfatória.

Figura 5.1: Painel superior: espectro nuclear integrado de Mrk 3 dentro de uma abertura de raio $0,30''$ (em vermelho) e espectro extra-nuclear integrado para uma abertura de raio $0,30''$ a $0,45''$ (em azul), normalizado para a mesma abertura do espectro nuclear. Painel inferior: espectro do AGN, obtido pela subtração do espectro extranuclear do espectro nuclear. A linha verde mostra o melhor ajuste do espectro da emissão contínua do AGN, a linha vermelha mostra a contribuição da função de Planck e a linha azul mostra a contribuição da lei de potência.



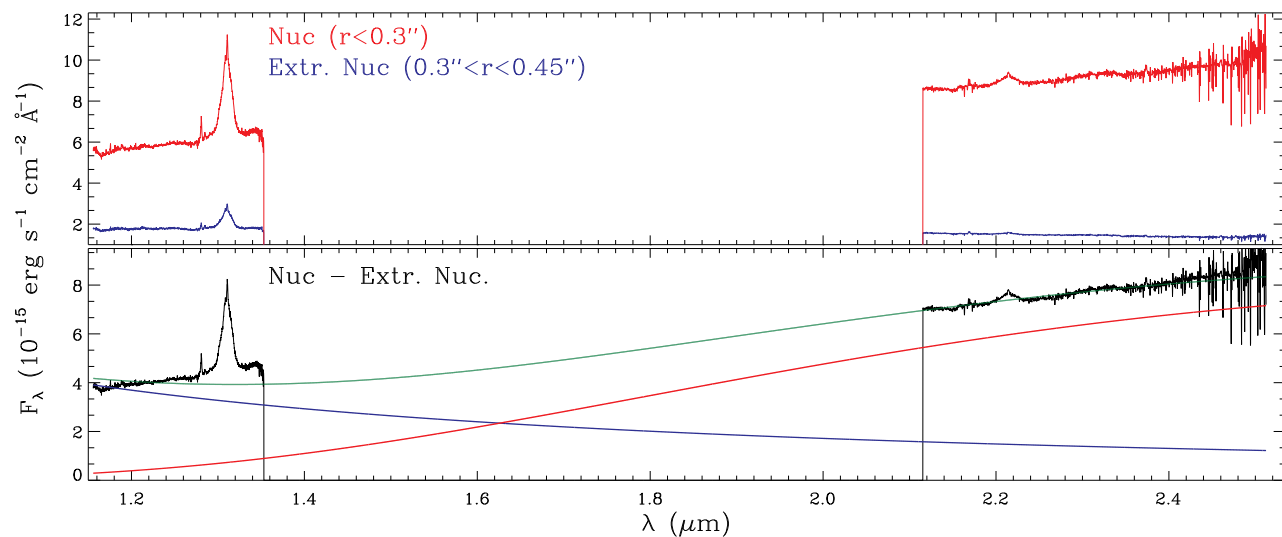
Fonte: O autor

Figura 5.2: Mesmo que a Figura 5.1, porém para Mrk 42.



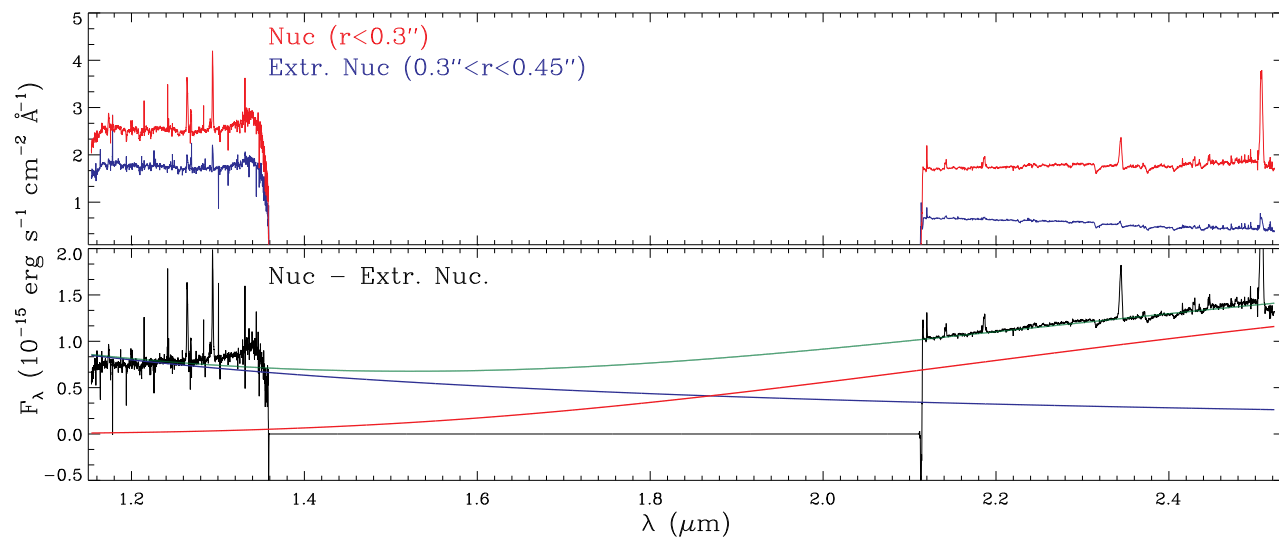
Fonte: O autor

Figura 5.3: Mesmo que a Figura 5.1, porém para Mrk 79.



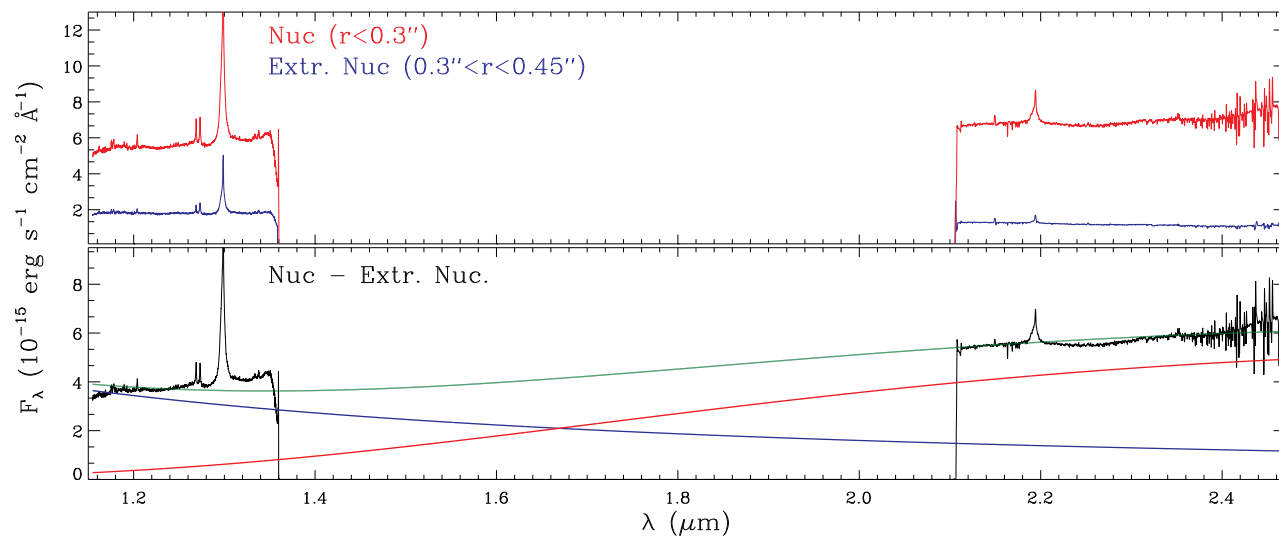
Fonte: O autor

Figura 5.4: Mesmo que a Figura 5.1, porém para Mrk 607.



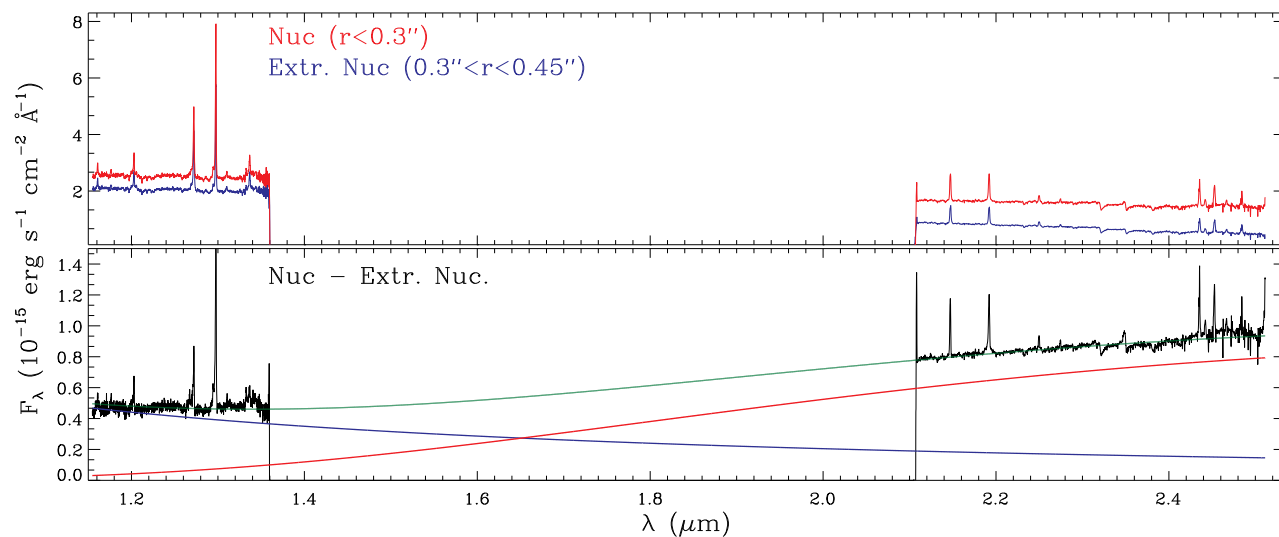
Fonte: O autor

Figura 5.5: Mesmo que a Figura 5.1, porém para Mrk 766.



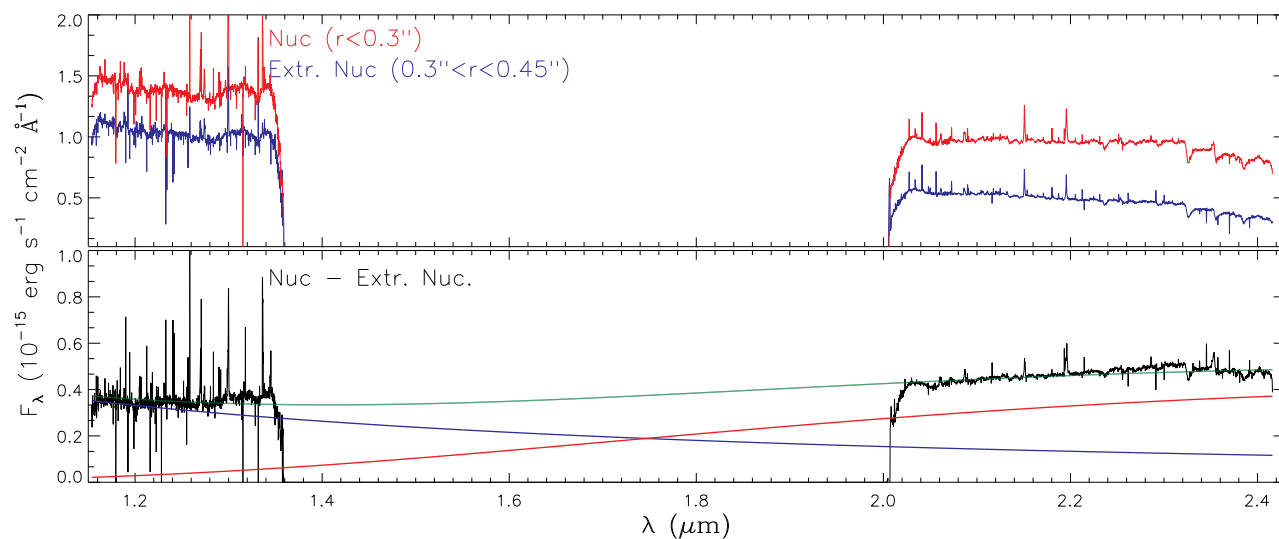
Fonte: O autor

Figura 5.6: Mesmo que a Figura 5.1, porém para Mrk 1066.



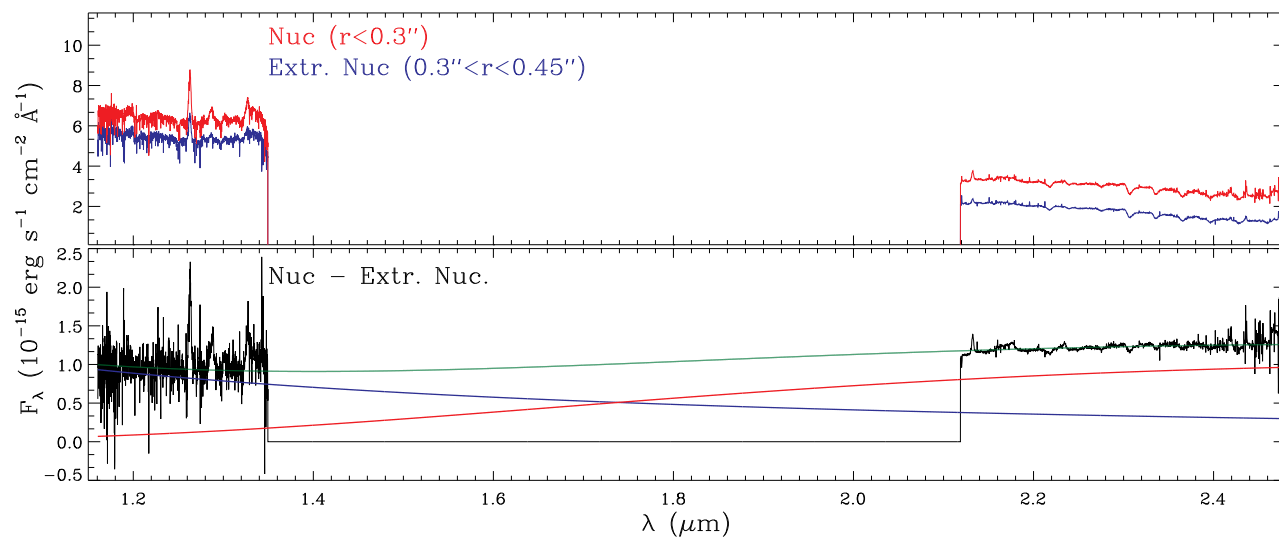
Fonte: O autor

Figura 5.7: Mesmo que a Figura 5.1, porém para NGC 788.



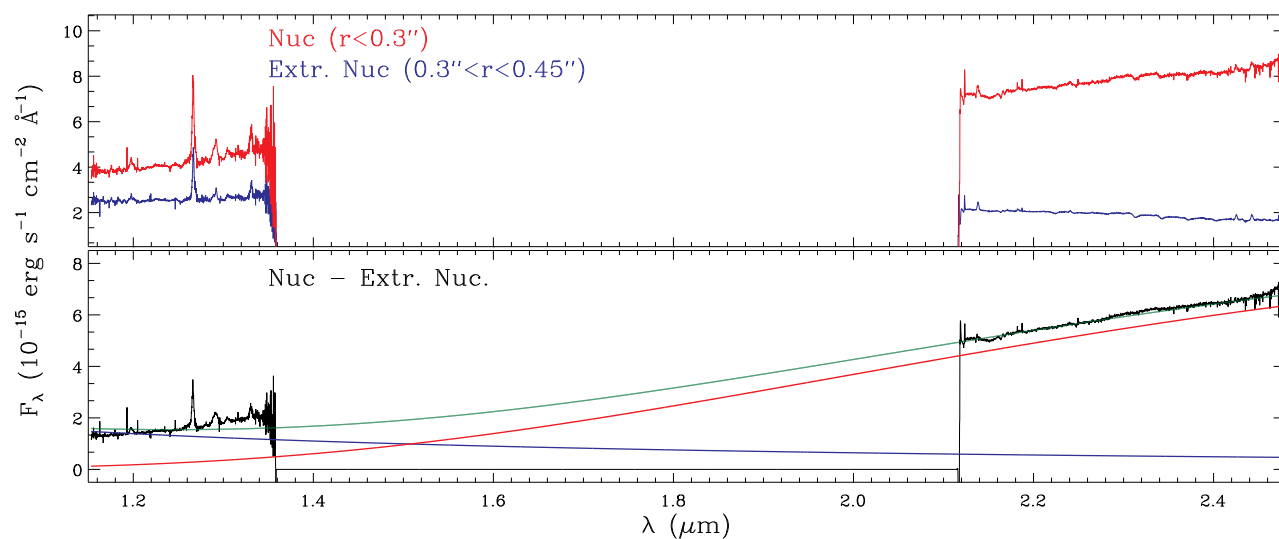
Fonte: O autor

Figura 5.8: Mesmo que a Figura 5.1, porém para NGC 1052.



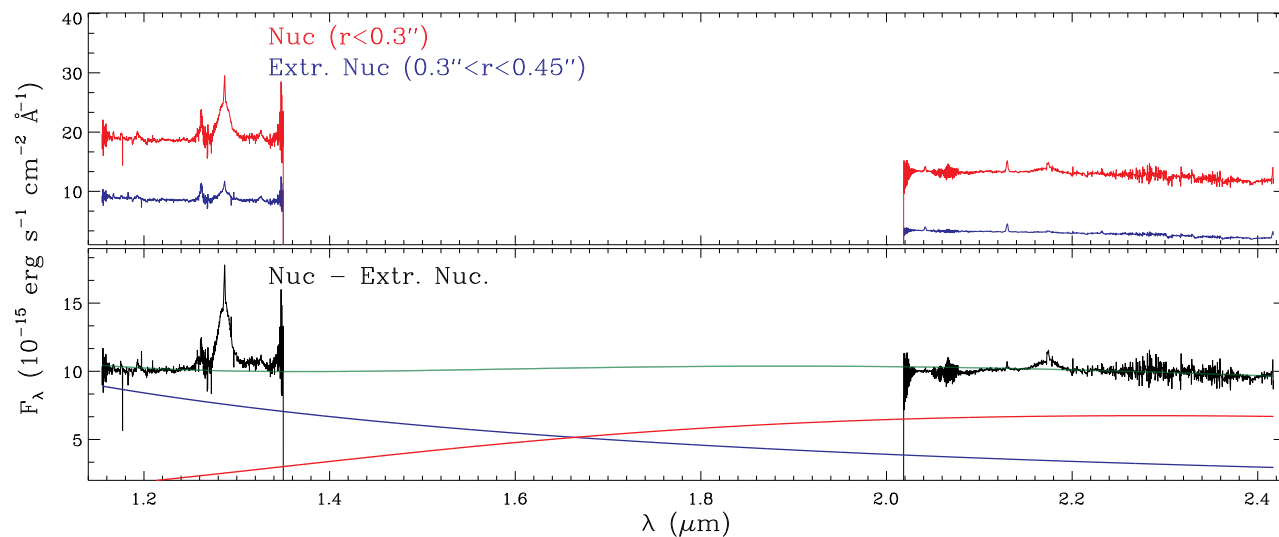
Fonte: O autor

Figura 5.9: Mesmo que a Figura 5.1, porém para NGC 2110.



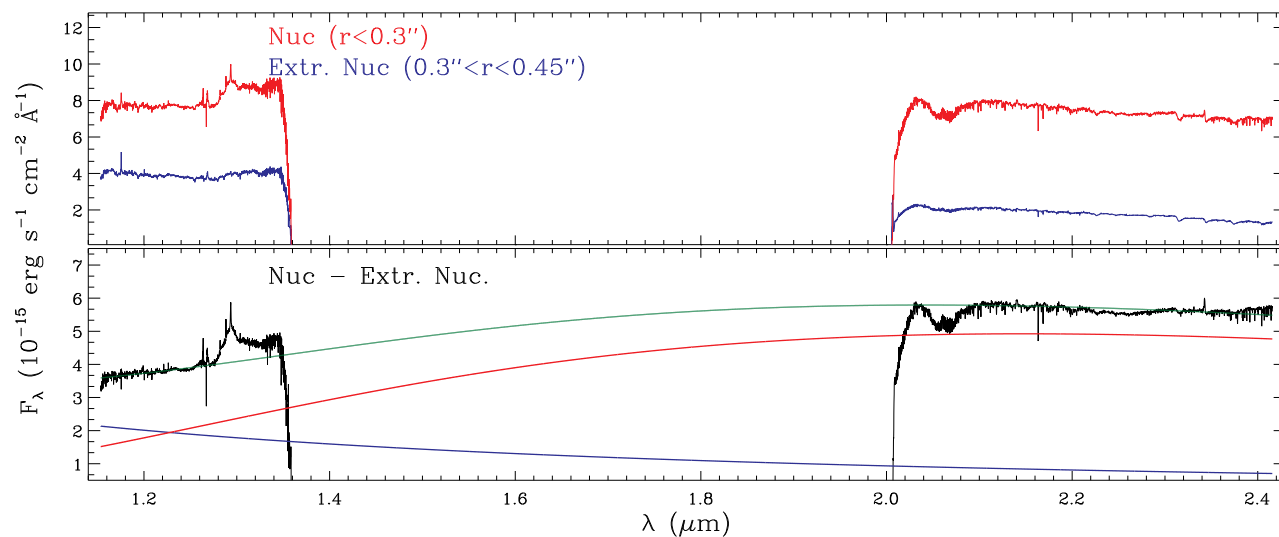
Fonte: O autor

Figura 5.10: Mesmo que a Figura 5.1, porém para NGC 3227.



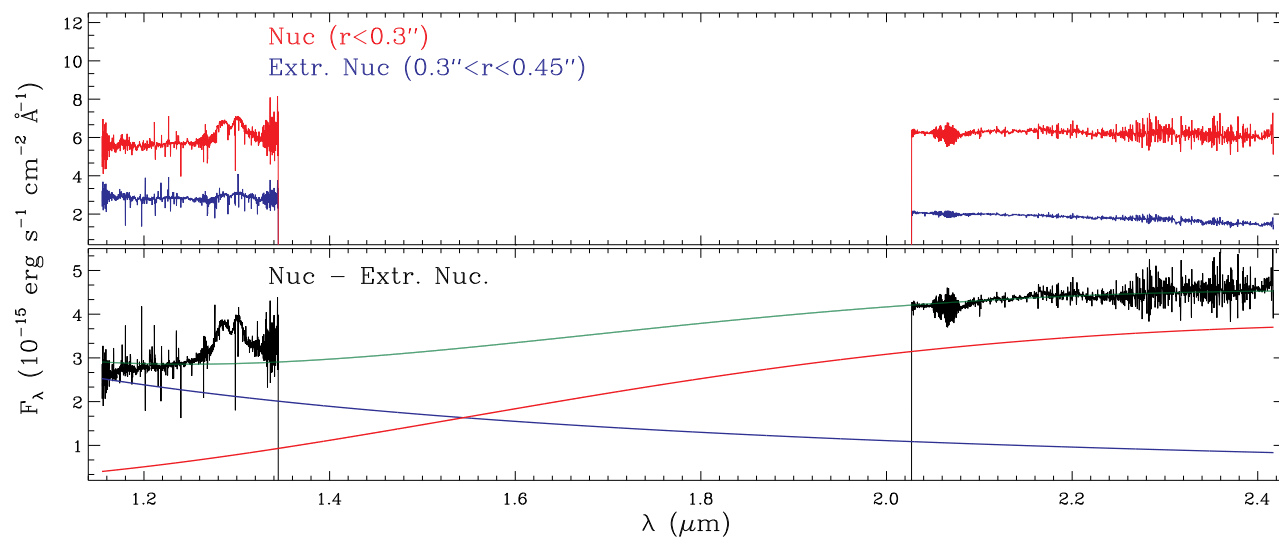
Fonte: O autor

Figura 5.11: Mesmo que a Figura 5.1, porém para NGC 3516.



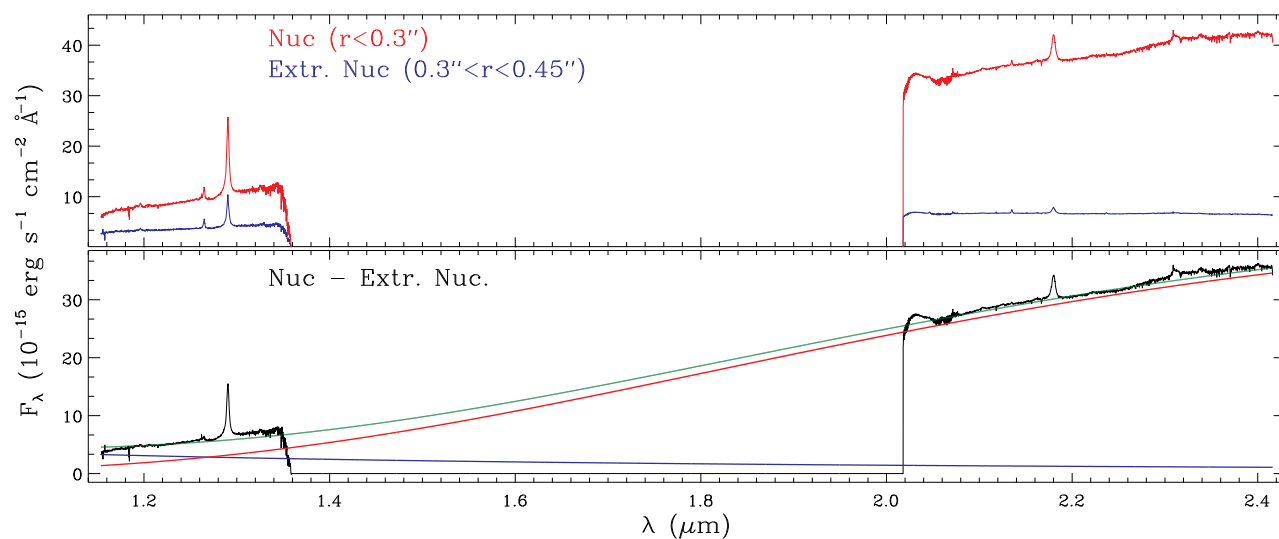
Fonte: O autor

Figura 5.12: Mesmo que a Figura 5.1, porém para NGC 4235.



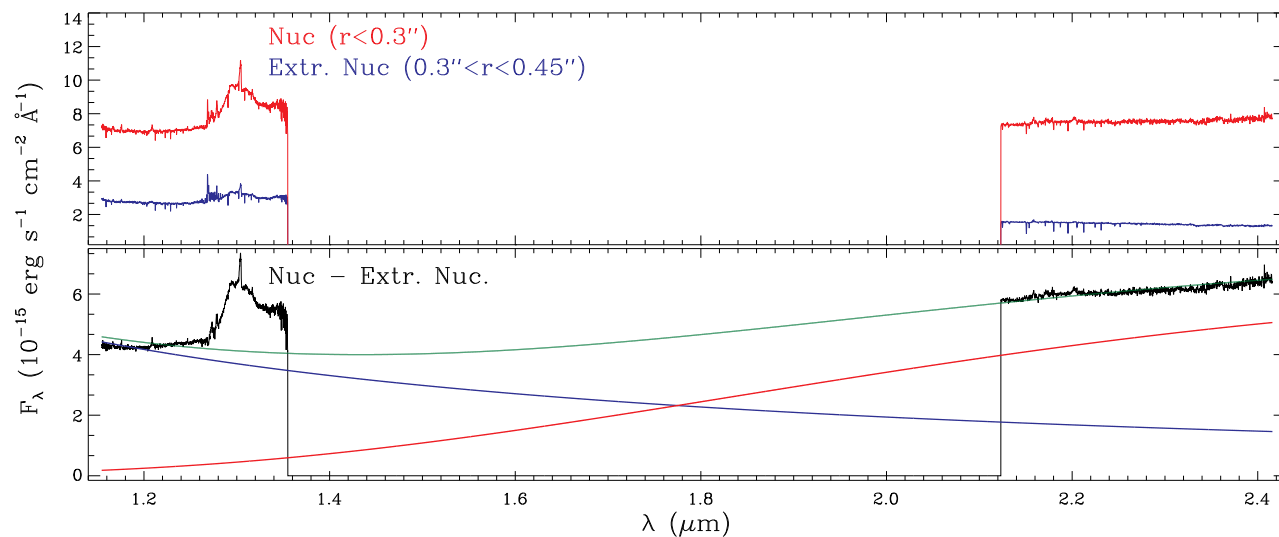
Fonte: O autor

Figura 5.13: Mesmo que a Figura 5.1, porém para NGC 5506.



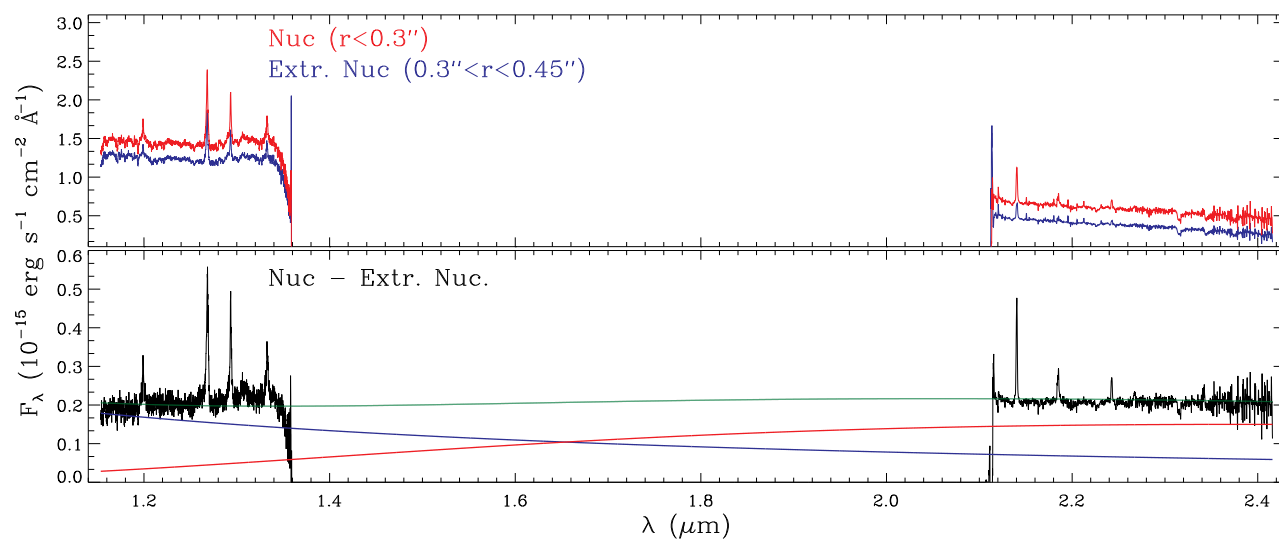
Fonte: O autor

Figura 5.14: Mesmo que a Figura 5.1, porém para NGC 5548.



Fonte: O autor

Figura 5.15: Mesmo que a Figura 5.1, porém para NGC 5899.



Fonte: O autor

5.2 Discussões

Com o objetivo de estudar a emissão de poeira quente proveniente da região nuclear dos AGNs, foram preparadas as Tabelas 5.2 e 5.3 para auxiliar nas discussões. Elas mostram os valores para a luminosidade bolométrica e massas de poeira quente, assim como a atividade nuclear de cada objeto. Na Tabela 5.2 são apresentados valores das massas de poeira quente para a amostra, obtidas a partir dos ajustes do espectro contínuo nuclear. Os valores para a luminosidade bolométrica das galáxias Seyferts foram obtidos de Riffel et al. (2018a), com exceção de Mrk 607 (NGC 1320 - valor obtido em L_{bol}) (Woo; Urry, 2002) e para NGC 4235 (valor transformado de L_X para L_{bol}) obtido de (Davies et al., 2015). A Tabela 5.3 apresenta resultados compilados da literatura. As referências para a luminosidade bolométrica e massa de poeira quente são apresentadas na quarta e sexta colunas.

A amostra analisada na presente tabela apresenta objetos com luminosidades bolométricas entre $7,9 \times 10^{42} \text{ ergs}^{-1}$ (NGC 1052) e $6,3 \times 10^{44} \text{ ergs}^{-1}$ (Mrk 79) e massas de poeira quente (M_{HD}) de $3,19 \times 10^{-4} M_{\odot} < M_{HD} < 5,38 \times 10^{-1} M_{\odot}$. Existem poucos dados de massas de poeira quente em AGNs, disponíveis na literatura. A compilação apresentada na Tabela 5.3 mostra valores de massas entre $6,9 \times 10^{-4} M_{\odot}$ e $1,3 \times 10^{-2} M_{\odot}$ para luminosidades entre $6,3 \times 10^{42} \text{ ergs}^{-1}$ e $3,2 \times 10^{42} \text{ ergs}^{-1}$. Dessa forma, conclui-se que os intervalos de valores derivados para a massa de poeira quente na amostra aqui utilizada são semelhantes aos valores derivados para outras galáxias Seyfert.

A Figura 5.16 mostra os histogramas para luminosidades bolométricas (esquerda) e as massas de poeira quente (direita) apresentados nas Tabelas 5.2 e 5.3. Os histogramas foram construídos com *bins* de luminosidade de $\log(L_{bol}/\text{ergs}^{-1})=0,3$ e *bins* de massa de $\log(M_{HD}/M_{\odot})=0,3$. Em cinza são mostradas todas as galáxias apresentadas nas Tabelas 5.2 e 5.3, hachurado em verde as galáxias da nossa amostra e as galáxias da amostra compiladas da literatura, estão representadas nos histogramas hachurados em vermelho. Essa figura mostra que as distribuições de luminosidade e de massa de nossa amostra são semelhantes as da amostra compilada da literatura, embora o número de objetos em ambas as amostras seja pequeno. A amostra total apresenta uma luminosidade média de $\log(L_{bol}/\text{ergs}^{-1})=44,1 \pm 0,1$ e o valor médio para a massa de poeira quente é $\log(M_{HD}/M_{\odot})=-2,0 \pm 0,2$.

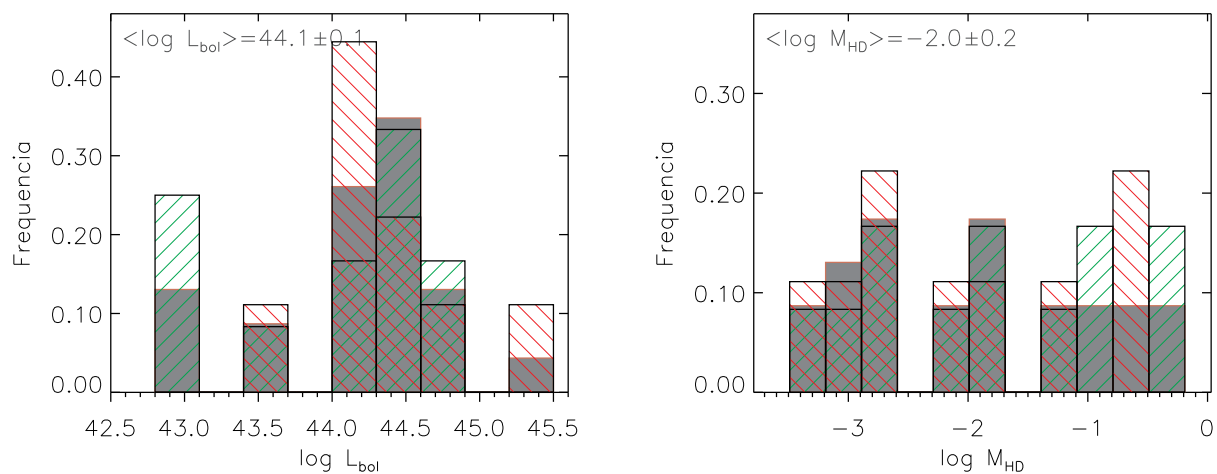
Tabela 5.2: Propriedades da poeira quente para as galáxias da nossa amostra. (1) Nome da galáxia; (2) Tipo de atividade nuclear; (3) Logaritmo da luminosidade bolométrica; (4) Logaritmo da massa de poeira quente.

Galáxia	Ativ. Nuc.	$\log(\frac{L_{bol}}{\text{erg s}^{-1}})$	$\log(\frac{M_{HD}}{M_{\odot}})$
Mrk 3	Sy2	44,7	-0,39
Mrk 42	Sy1	...	-2,46
Mrk 79	Sy1	44,8	-0,27
Mrk 607	Sy2	44,0	-1,20
Mrk 766	Sy1.5	44,0	-1,05
Mrk 1066	Sy2	44,5	-1,73
NGC 788	Sy2	44,4	-2,12
NGC 1052	Sy2	42,9	-2,69
NGC 2110	Sy2	44,6	-0,93
NGC 3227	Sy1.5	43,4	-2,75
NGC 3516	Sy1.5	44,2	-2,24
NGC 4235	Sy1	43,6	-1,93
NGC 5506	Sy1.9	44,3	-0,67
NGC 5548	Sy1	44,7	-0,54
NGC 5899	Sy2	43,1	-3,49

Tabela 5.3: Propriedades da poeira quente em núcleos Seyfert compiladas da literatura. (1) Nome da galáxia; (2) tipo de atividade nuclear; (3) logaritmo da luminosidade bolométrica; (4) referência para a Luminosidade bolométrica; (5) logaritmo da massa de poeira quente; (6) referência para a massa de poeira quente.

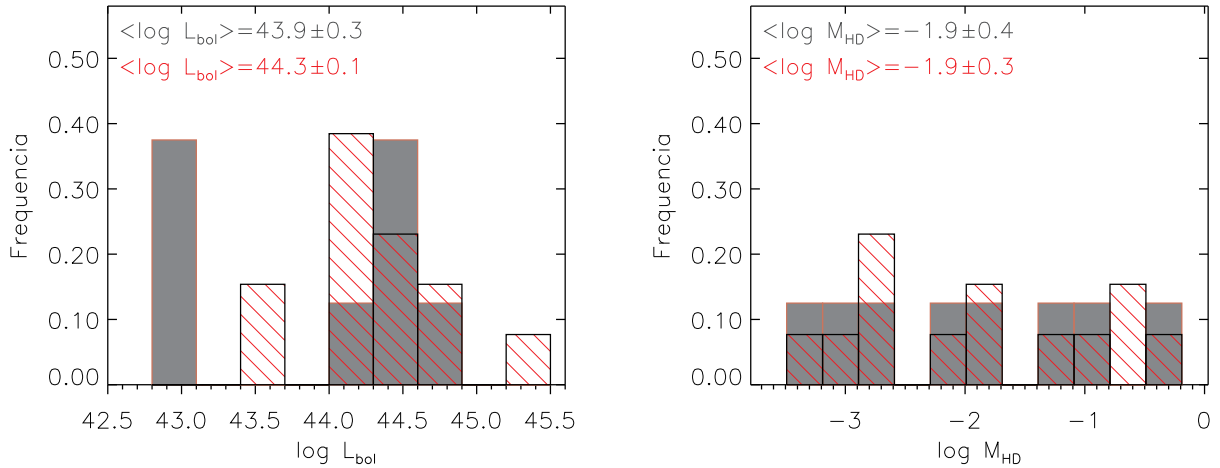
Galáxia	Ativ. Nuc.	$\log(\frac{L_{bol}}{\text{erg s}^{-1}})$	Ref. Lum.	$\log(\frac{M_{HD}}{M_{\odot}})$	Ref. Poeira
NGC 4151	Sy1.5	44,0	Riffel et al. (2018a)	-3,16	Riffel, Storchi-Bergmann e McGregor (2009)
NGC 1068	Sy2	42,8	Riffel et al. (2018a)	-2,96	Marco e Alloin (2000)
Mrk 766	Sy1.5	44,0	Riffel et al. (2018a)	-2,68	Rodríguez-Ardila, Contini e Viegas (2005)
Mrk 1066	Sy2	44,5	Woo e Urry (2002)	-1,85	Riffel, Storchi-Bergmann e Nagar (2010)
NGC 7469	Sy1	45,3	Woo e Urry (2002)	-1,28	Marco e Alloin (1998)
NGC 4593	Sy1	44,1	Woo e Urry (2002)	-3,3	Santos-Lleo et al. (1995)
NGC 3783	Sy1	44,4	Woo e Urry (2002)	-2,60	Glass (1992)
NGC 1566	Sy1	44,5	Woo e Urry (2002)	-3,15	Baribaud et al. (1992)
Mrk 573	Sy1.5	44,4	Woo e Urry (2002)	-1,89	Diniz et al. (2017)

Figura 5.16: Histogramas para distribuições de luminosidade bolométrica (esquerda) e massa de poeira quente (direita). Em cinza são apresentadas todas as galáxias mostradas nas Tabelas 5.2 e 5.3. Os histogramas hachurados sobrepostos representam as galáxias de nossa amostra (verde) e da amostra de galáxias compilada da literatura (vermelho).



Fonte: O autor

Figura 5.17: Histogramas para distribuições de luminosidade bolométrica (esquerda) e massa de poeira quente (direita). Em cinza são apresentadas as galáxias classificadas como Seyfert 2 e hachurado em vermelho, as galáxias classificadas como Seyfert 1. Valores médios para cada classe são apresentados no canto superior esquerdo de cada painel seguindo a mesma codificação de cores.



Fonte: O autor

A fim de verificar se existem diferenças entre galáxias Seyfert 1 e Seyfert 2, construiu-se os histogramas mostrados na Figura 5.17. O histograma da esquerda mostra as distribuições de luminosidades bolométricas e o histograma da direita apresenta as distribuições de massa de poeira quente, usando os mesmos *bins* de luminosidade e massa adotados na Figura 5.16. Em cinza são mostradas as galáxias classificadas como Seyfert 2 e hachurado em vermelho são apresentadas as galáxias classificadas como Seyfert 1, de acordo com as Tabelas 5.2 e 5.3. São chamadas de Seyfert 1, todos os objetos classificados como 1, 1.5 ou 1.9 nas tabelas mencionadas. Os valores médios apresentados no canto superior esquerdo de cada painel mostram que as galáxias Seyfert 1 e Seyfert 2 da amostra total apresentam valores semelhantes de luminosidades e massas de poeira quente. No caso da massa de poeira, embora os valores médios sejam equivalentes, parece haver uma tendência de maiores valores para galáxias classificadas como Seyfert 1. Entretanto, considerando que nossa amostra é pequena, e não estatisticamente significativa, não são estabelecidas conclusões definitivas.

A Figura 5.18 apresenta um gráfico da luminosidade bolométrica versus a massa de poeira quente para as galáxias estudadas nesta tese. Os triângulos azuis representam os pontos correspondentes às galáxias de nossa amostra, enquanto que os círculos em vermelho são para os dados compilados da literatura. A fim de verificar se existe uma correlação entre L_{bol} e M_{HD} utilizamos a função *pearson* da biblioteca *SciPy* da linguagem Python para calcular a signi-

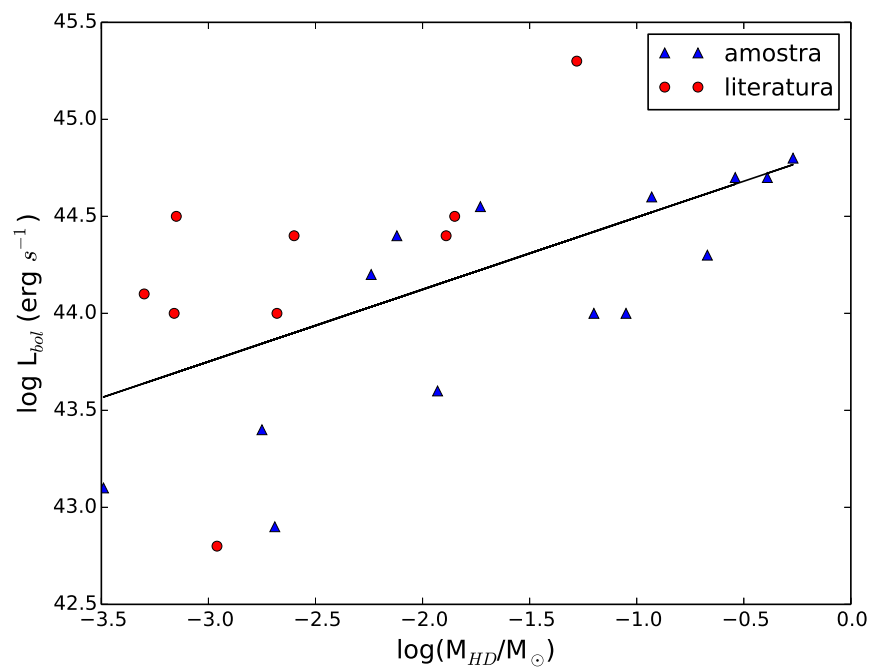
ficância estatística da correlação. Foi encontrado um *p-value* igual a 0,0025 (quanto menor o valor de *p*, menor a probabilidade de os valores serem devido ao acaso) e um valor de *r* para *pearson* de 0,6, o que indica que há uma correlação positiva entre os dois parâmetros (para *r* = 0 significa que não há correlação linear entre os pontos, se *r* = 1 a correlação é perfeita).

Considerando a existência de uma correlação L_{bol} e M_{HD} para a amostra total, ajustamos os pontos por uma equação linear utilizando a função *polyfit* da biblioteca *NumPy*. O melhor ajuste é apresentado na Figura 5.18, representado pela linha contínua preta. A relação entre L_{bol} e M_{HD} é dada por:

$$\log\left(\frac{L_{\text{bol}}}{\text{ergs}^{-1}}\right) = 0,37 \log\left(\frac{M_{\text{HD}}}{M_{\odot}}\right) + 44,86. \quad (5.1)$$

Para a análise da uma correlação entre a luminosidade do AGN e a massa de poeira quente, deve ser levado em consideração que a massa de poeira é altamente dependente da temperatura, desta forma, deve ser feita uma análise mais cautelosa sobre os resultados. A correlação anterior para uma análise entre a luminosidade e a massa de poeira quente pode ser interpretada da seguinte forma: se a emissão de poeira na região central é devida exclusivamente ao aquecimento da mesma pela radiação do disco de acreção, então a medida que o AGN se torna mais poderoso ele é capaz de aquecer uma maior quantidade de poeira e conseqüentemente uma maior massa de poeira quente é esperada para AGNs mais luminosos.

Figura 5.18: Gráfico de M_{HD} vs. L_{bol} para a amostra total de galáxias Seyfert. Os triângulos azuis correspondem as galáxias de nossa amostra e os círculos vermelhos representam os dados compilados da literatura. A linha contínua reta representa o melhor ajuste dos dados para a nossa amostra e da literatura.



Fonte: O autor

Capítulo 6

Considerações finais

Esta tese foi dividida em duas etapas: na primeira, utilizou-se observações de espectroscopia de campo integral para a região central da galáxia Mrk 42, afim de investigar em detalhes a distribuição, excitação e cinemática do gás. A segunda etapa consistiu na análise do espectro nuclear de uma amostra de 15 galáxias Seyfert, com o objetivo de caracterizar as propriedades da poeira quente presente no núcleo destas galáxias. Nas seções a seguir é apresentado um sumário dos resultados para essas duas etapas.

6.1 Mrk 42

Utilizamos as observações de espectroscopia de campo integral nas bandas J, H e K, realizadas com o instrumento NIFS acoplado ao telescópio Gemini Norte, para mapear as distribuições de fluxos e cinemática nas linhas de emissão do infravermelho próximo, para a região de $1,5 \times 1,5$ kpc² central da galáxia Mrk 42, com uma resolução espacial de 60 pc e resolução de velocidade de ≈ 40 km s⁻¹. As principais conclusões deste trabalho são:

- As distribuições dos fluxos das linhas de emissão e os mapas de EqW mostram claramente o anel de CNSFRs, previamente detectado na imagem do HST a ≈ 300 pc do núcleo. Detectamos 8 CNSFRs (rotuladas de ‘A’ a ‘H’) no anel de Mrk 42 e comparamos os valores observados de EqW para a linha de emissão do Br γ por modelos de fotoionização, concluindo que a idade das CNSFRs está entre 5 e 6 Myr. Estas regiões apresentam taxas de formação estelar na faixa de $0,06$ – $0,21$ M $_{\odot}$ yr⁻¹, taxa de fótons ionizantes de $\log(Q) = 51,8 - 52,3$ fótons s⁻¹, massas de gás ionizado no intervalo de $6,5$ – 22×10^4 M $_{\odot}$ e massas de gás molecular quente entre 18 e 43 M $_{\odot}$. Essas massas representam $\approx 53\%$ e 36% do total de massas no anel, respectivamente.
- Além de um AGN central, as razões de intensidades de linhas indicam que Mrk 42 abriga um Starburst nuclear.

- Os espectros das regiões ‘E’, ‘F’ e ‘G’ mostram bandas de absorção molecular entre 1,17 e 1,20 μm , possivelmente originadas de estrelas evoluídas na fase TP-AGB.
- As linhas de emissão no infravermelho próximo para [Fe II] e H₂ das regiões de formação estelar tem como principal fonte de ionização as estrelas jovens entre 5 e 6 Myr de idade.
- As velocidades do gás em locais mais distantes do núcleo do que 0,45'' (≈ 220 pc) são dominadas por uma componente de rotação, sendo bem reproduzidas por um modelo de disco assumindo órbitas circulares no plano da galáxia. No núcleo, a cinemática do gás sugere duas componentes: uma devido ao disco da galáxia, com V_{LOS} semelhante à velocidade sistêmica da galáxia ($7\,391 \pm 11 \text{ km s}^{-1}$), e outra *blueshifted* por 300–500 km s^{-1} , atribuída a um *outflow* nuclear.
- Os valores de EqW da linha de emissão de Br γ sugerem duas sequências de idade, uma da região ‘A’ a ‘D’ e outra da região ‘F’ a ‘G’. Essas sequências de idades favorecem o cenário ‘pearls on a string’ para a origem das CNSFRs em Mrk 42, embora a presença de assinaturas de estrelas TP-AGB em algumas regiões prejudique essa interpretação.
- A FWHM da componente larga da linha de emissão de Pa β é $\approx 1\,480 \text{ km s}^{-1}$, sendo maior que os valores anteriormente observados para H β . Usando este valor obtém-se uma massa de $M_{\text{BH}} = 2,5^{+0,7}_{-0,6} \times 10^6 M_{\odot}$ para o buraco negro supermassivo central.

6.2 A poeira quente em AGNs

A fim de estudar a emissão de poeira no núcleo de galáxias Seyfert, ajustou-se o espectro nuclear nas bandas J e K para uma amostra de 15 galáxias Seyfert. 14 objetos foram selecionados de Riffel et al. (2018a) também foi incluída a galáxia Mrk 42. Foram realizadas extrações dos espectros para uma abertura de 0,30'' de raio centrada no núcleo (que corresponde a algumas dezenas de parsecs para as galáxias observadas), para os quais a emissão contínua apresenta componentes do AGN e das populações estelares. Para isolar a contribuição do AGN, realizamos extrações de espectros para a região entre 0,30'' e 0,45'', para os quais a emissão contínua é dominada pela contribuição da população estelar.

O espectro contínuo “puro” do AGN foi obtido a partir da subtração do espectro extranuclear do espectro nuclear. Este espectro do AGN foi ajustado por uma função do tipo lei de potência e uma função de corpo negro. A primeira é devida a emissão do disco de acreção em torno do SMBH e domina a emissão contínua no ótico, mas também contribui para a emissão no infravermelho próximo, em particular na banda J. A função de corpo negro é possivelmente originada por emissão de poeira quente localizada no toroide de poeira previsto pelo modelo unificado. Utilizando os parâmetros do ajuste, foram determinadas as massas e as temperaturas

da poeira quente na região central das galáxias da amostra analisada. Os principais resultados são descritos a seguir:

- A temperatura da poeira que contribui para a emissão no infravermelho próximo nas galáxias da amostra estudada está entre 800 e 1 350 K;
- As massas de poeira quente variam de $3,19 \times 10^{-4} M_{\odot}$ a $5,38 \times 10^{-1} M_{\odot}$;
- Os intervalos de valores determinados para a temperatura e massa de poeira quente são consistentes com os valores apresentados na literatura, embora o número de objetos com tais medidas seja pequeno;
- Os valores médios observados para a massa de poeira em núcleos do tipo Seyfert 1 e Seyfert 2 são similares ($\approx 1,3 \times 10^{-2} M_{\odot}$), embora seja observada uma tendência de que o número de objetos com maiores valores de massa de poeira em Seyferts do tipo 1 seja maior do que em Seyferts do tipo 2;
- Observa-se uma correlação entre a luminosidade bolométrica do AGN e a massa de poeira quente, indicando que o AGN é o agente responsável pelo aquecimento da poeira.

6.3 Perspectivas

Como perspectivas para a continuidade deste trabalho levantam-se as seguintes possibilidades:

- Até o momento poucos trabalhos focaram na caracterização de anéis de formação estelar em galáxias ativas utilizando dados espectroscópicos de alta resolução espacial. Para se propor um cenário ou distinguir entre os cenários já propostos para a formação dos anéis de formação estelar, se faz necessário a ampliação da amostra de galáxias. Dessa forma, uma extensão natural deste trabalho é a observação de novas galáxias ativas que apresentem anéis de formação estelar, com o objetivo de caracterizar as propriedades físicas das CNSFRs e verificar qual é o cenário mais adequado para sua origem. Tais observações podem ainda ser utilizadas para verificar a existência de uma conexão entre a formação estelar e a atividade nuclear;
- A respeito das propriedades da poeira quente, faz-se necessário uma maior compilação de dados da literatura, de forma a ampliar a amostra usada nesse estudo. Esta ampliação também se dará a medida que novas galáxias da amostra de Riffel et al. (2018a) forem sendo observadas com o instrumento NIFS no Telescópio Gemini Norte. De posse de uma amostra estatisticamente significativa será possível verificar se existem diferenças nas

propriedades da poeira quente em objetos do tipo 1 e objetos do tipo 2, bem como verificar se a correlação encontrada entre a luminosidade bolométrica e a massa de poeira quente se mantém. Pode-se ainda utilizar as medidas de luminosidade do AGN e temperatura da poeira para determinar valores do raio interno do toroide, definido como o raio de sublimação da poeira.

- Finalmente, uma comparação entre as propriedades da poeira com propriedades dos AGNs (como taxas de *inflows* e de *outflows*) e das regiões de formação estelar (como a taxa de formação estelar) podem levar a um melhor entendimento sobre a conexão AGN-Starburst.

Referências Bibliográficas

- Ajello, M.; Alexander, D. M.; Greiner, J.; Madejski, G. M.; Gehrels, N.; Burlon, D. The 60 Month All-sky Burst Alert Telescope Survey of Active Galactic Nucleus and the Anisotropy of nearby AGNs. **ApJ**, v. 749, p. 21, abr. 2012.
- Albaret, F. D.; Allende Prieto, C.; Almeida, A.; Anders, F.; Anderson, S.; Andrews, B. H.; Aragón-Salamanca, A.; Argudo-Fernández, M.; Armengaud, E.; Aubourg, E.; AL. et. The 13th Data Release of the Sloan Digital Sky Survey: First Spectroscopic Data from the SDSS-IV Survey Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory. **ApJS**, v. 233, p. 25, dez. 2017.
- Allington-Smith, J. R.; Content, R.; Dubbeldam, C. M.; Robertson, D. J.; Preuss, W. New techniques for integral field spectroscopy - I. Design, construction and testing of the GNIRS IFU. **MNRAS**, v. 371, p. 380–394, set. 2006.
- Antonucci, R. Unified models for active galactic nuclei and quasars. **ARA&A**, v. 31, p. 473–521, 1993.
- Antonucci, R. R. J.; Miller, J. S. Spectropolarimetry and the nature of NGC 1068. **ApJ**, v. 297, p. 621–632, out. 1985.
- Baldwin, J. A.; Phillips, M. M.; Terlevich, R. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. **PASP**, v. 93, p. 5–19, fev. 1981.
- Baribaud, T.; Alloin, D.; Glass, I.; Pelat, D. Variability pattern from X-ray to IR wavelengths in the active nucleus of NGC 1566. **A&A**, v. 256, p. 375–398, mar. 1992.
- Barvainis, R. Hot dust and the near-infrared bump in the continuum spectra of quasars and active galactic nuclei. **ApJ**, v. 320, p. 537–544, set. 1987.
- Bertola, F.; Bettoni, D.; Danziger, J.; Sadler, E.; Sparke, L.; de Zeeuw, T. Testing the gravitational field in elliptical galaxies - NGC 5077. **ApJ**, v. 373, p. 369–390, jun. 1991.
- _____. Testing the gravitational field in elliptical galaxies - NGC 5077. **ApJ**, v. 373, p. 369–390, jun. 1991.
- Bian, W.; Zhao, Y. On X-ray variability in narrow-line and broad-line active galactic nuclei. **MNRAS**, v. 343, p. 164–168, jul. 2003.
- Black, J. H.; van Dishoeck, E. F. Fluorescent excitation of interstellar H₂. **ApJ**, v. 322, p. 412–449, nov. 1987.

- Blanton, M. R.; Bershad, M. A.; Abolfathi, B.; Albareti, F. D.; Allende Prieto, C.; Almeida, A.; Alonso-García, J.; Anders, F.; Anderson, S. F.; Andrews, B.; AL. et. Sloan Digital Sky Survey IV: Mapping the Milky Way, Nearby Galaxies, and the Distant Universe. **AJ**, v. 154, p. 28, jul. 2017.
- Böker, T.; Falcón-Barroso, J.; Schinnerer, E.; Knapen, J. H.; Ryder, S. A SINFONI View of Galaxy Centers: Morphology and Kinematics of Five Nuclear Star Formation-Rings. **AJ**, v. 135, p. 479–495, fev. 2008.
- _____. A SINFONI View of Galaxy Centers: Morphology and Kinematics of Five Nuclear Star Formation-Rings. **AJ**, v. 135, p. 479–495, fev. 2008.
- Brum, C.; Riffel, R. A.; Storchi-Bergmann, T.; Robinson, A.; Schnorr Müller, A.; Lena, D. Dusty spirals versus gas kinematics in the inner kiloparsec of four low-luminosity active galactic nuclei. **MNRAS**, v. 469, p. 3405–3423, ago. 2017.
- Cardelli, J. A.; Clayton, G. C.; Mathis, J. S. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. **ApJ**, v. 345, p. 245–256, out. 1989.
- Cid Fernandes, R.; Gu, Q.; Melnick, J.; Terlevich, E.; Terlevich, R.; Kunth, D.; Rodrigues Lacerda, R.; Joguet, B. The star formation history of Seyfert 2 nuclei. **MNRAS**, v. 355, p. 273–296, nov. 2004.
- Colina, L.; Arribas, S. The Starburst-Active Galactic Nucleus Connection in Active Galaxies: The Massive Nuclear Star-Forming Disk in NGC 4303. **ApJ**, v. 514, p. 637–647, abr. 1999.
- Colina, L.; Gonzalez Delgado, R.; Mas-Hesse, J. M.; Leitherer, C. Detection of a Super-Star Cluster as the Ionizing Source in the Low-Luminosity Active Galactic Nucleus NGC 4303. **ApJ**, v. 579, p. 545–553, nov. 2002.
- Colina, L.; Piqueras López, J.; Arribas, S.; Riffel, R.; Riffel, R. A.; Rodriguez-Ardila, A.; Pastoriza, M.; Storchi-Bergmann, T.; Alonso-Herrero, A.; Sales, D. Understanding the two-dimensional ionization structure in luminous infrared galaxies. A near-IR integral field spectroscopy perspective. **A&A**, v. 578, p. A48, jun. 2015.
- Content, R. New design for integral field spectroscopy with 8-m telescopes. In: Ardeberg, A. L. (Ed.). **Optical Telescopes of Today and Tomorrow**. [S.l.: s.n.], 1997. (SPIE, v. 2871), p. 1295–1305.
- Copetti, M. V. F.; Pastoriza, M. G.; Dottori, H. A. H II region age indicators. **A&A**, v. 156, p. 111–120, fev. 1986.
- Davies, R. I.; Burtscher, L.; Rosario, D.; Storchi-Bergmann, T.; Contursi, A.; Genzel, R.; Graciá-Carpio, J.; Hicks, E.; Janssen, A.; Koss, M.; Lin, M.-Y.; Lutz, D.; Maciejewski, W.; Müller-Sánchez, F.; Orban de Xivry, G.; Ricci, C.; Riffel, R.; Riffel, R. A.; Schartmann, M.; Schnorr-Müller, A.; Sternberg, A.; Sturm, E.; Tacconi, L.; Veilleux, S. Insights on the Dusty Torus and Neutral Torus from Optical and X-Ray Obscuration in a Complete Volume Limited Hard X-Ray AGN Sample. **ApJ**, v. 806, p. 127, jun. 2015.

- Davies, R. I.; Maciejewski, W.; Hicks, E. K. S.; Tacconi, L. J.; Genzel, R.; Engel, H. Stellar and Molecular Gas Kinematics Of NGC 1097: Inflow Driven by a Nuclear Spiral. **ApJ**, v. 702, p. 114–128, set. 2009.
- Davies, R. I.; Müller Sánchez, F.; Genzel, R.; Tacconi, L. J.; Hicks, E. K. S.; Friedrich, S.; Sternberg, A. A Close Look at Star Formation around Active Galactic Nuclei. **ApJ**, v. 671, p. 1388–1412, dez. 2007.
- _____. A Close Look at Star Formation around Active Galactic Nuclei. **ApJ**, v. 671, p. 1388–1412, dez. 2007.
- Davies, R. I.; Sternberg, A.; Lehnert, M. D.; Tacconi-Garman, L. E. Molecular Hydrogen Excitation around Active Galactic Nuclei. **ApJ**, v. 633, p. 105–121, nov. 2005.
- Deo, R. P.; Crenshaw, D. M.; Kraemer, S. B. The Host Galaxies of Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies: Nuclear Dust Morphology and Starburst Rings. **AJ**, v. 132, p. 321–346, jul. 2006.
- Díaz, Á. I.; Terlevich, E.; Castellanos, M.; Hägele, G. F. The metal abundance of circumnuclear star-forming regions in early-type spirals. Spectrophotometric observations. **MNRAS**, v. 382, p. 251–269, nov. 2007.
- DINIZ, M. R.; RIFFEL, R. A.; DORS, O. L. Dust and line emission from the seyfert nucleus of mrk 352. **Research Notes of the AAS**, v. 2, n. 2, p. 3, 2018. Disponível em: <<http://stacks.iop.org/2515-5172/2/i=2/a=3>>.
- Diniz, M. R.; Riffel, R. A.; Riffel, R.; Crenshaw, D. M.; Storchi-Bergmann, T.; Fischer, T. C.; Schmitt, H. R.; Kraemer, S. B. Disentangling the near-infrared continuum spectral components of the inner 500 pc of Mrk 573: two-dimensional maps. **MNRAS**, v. 469, p. 3286–3295, ago. 2017.
- Dopita, M. A.; Sutherland, R. S. Spectral Signatures of Fast Shocks. I. Low-Density Model Grid. **ApJS**, v. 102, p. 161, jan. 1996.
- Dors JR., O. L.; Riffel, R. A.; Cardaci, M. V.; Hägele, G. F.; Krabbe, Á. C.; Pérez-Montero, E.; Rodrigues, I. X-rays as the dominant excitation mechanism of [Fe II] and H₂ emission lines in active galaxies. **MNRAS**, v. 422, p. 252–260, maio 2012.
- Dors JR., O. L.; Storchi-Bergmann, T.; Riffel, R. A.; Schimdt, A. A. Ages and metallicities of circumnuclear star formation regions from Gemini IFU observations. **A&AP**, v. 482, p. 59–65, abr. 2008.
- _____. Ages and metallicities of circumnuclear star formation regions from Gemini IFU observations. **A&AP**, v. 482, p. 59–65, abr. 2008.
- Dottori, H. A. The equivalent width of the H beta emission line and the evolution of the H II regions. **Ap&SS**, v. 80, p. 267–280, dez. 1981.
- Elmegreen, B. G. Starbursts by gravitational collapse in the inner Lindblad resonance rings of galaxies. **ApJL**, v. 425, p. L73–L76, abr. 1994.

- _____. Starbursts by gravitational collapse in the inner Lindblad resonance rings of galaxies. **ApJL**, v. 425, p. L73–L76, abr. 1994.
- Falco, E. E.; Kurtz, M. J.; Geller, M. J.; Huchra, J. P.; Peters, J.; Berlind, P.; Mink, D. J.; Tokarz, S. P.; Elwell, B. The Updated Zwicky Catalog (UZC). **PASP**, v. 111, p. 438–452, abr. 1999.
- Falcón-Barroso, J.; Ramos Almeida, C.; Böker, T.; Schinnerer, E.; Knapen, J. H.; Lançon, A.; Ryder, S. The circumnuclear environment of NGC 613: a nuclear starburst caught in the act? **MNRAS**, v. 438, p. 329–340, fev. 2014.
- Fathi, K.; Storchi-Bergmann, T.; Riffel, R. A.; Winge, C.; Axon, D. J.; Robinson, A.; Capetti, A.; Marconi, A. Streaming Motions toward the Supermassive Black Hole in NGC 1097. **ApJL**, v. 641, p. L25–L28, abr. 2006.
- Ferrarese, L.; Merritt, D. A Fundamental Relation between Supermassive Black Holes and Their Host Galaxies. **ApJL**, v. 539, p. L9–L12, ago. 2000.
- Forbes, D. A.; Ward, M. J. Radio and Near-Infrared [Fe ii] Emission from Active Galaxies. **ApJ**, v. 416, p. 150, out. 1993.
- Galliano, E.; Alloin, D. Embedded clusters in NGC 1808 central starburst. Near-infrared imaging and spectroscopy. **A&A**, v. 487, p. 519–525, ago. 2008.
- Gebhardt, K.; Bender, R.; Bower, G.; Dressler, A.; Faber, S. M.; Filippenko, A. V.; Green, R.; Grillmair, C.; Ho, L. C.; Kormendy, J.; Lauer, T. R.; Magorrian, J.; Pinkney, J.; Richstone, D.; Tremaine, S. A Relationship between Nuclear Black Hole Mass and Galaxy Velocity Dispersion. **ApJL**, v. 539, p. L13–L16, ago. 2000.
- Glass, I. S. Infrared variability of the Seyfert galaxy NGC 3783. **MNRAS**, v. 256, p. 23P–27P, maio 1992.
- Goodrich, R. W. Spectropolarimetry of 'narrow-line' Seyfert 1 galaxies. **ApJ**, v. 342, p. 224–234, jul. 1989.
- "Hennig", M. **Tomografia PCA aplicada a cubos de dados no infravermelho próximo para a galáxia Seyfert Mrk 1066**. 2014. Dissertação (Mestrado) — Universidade Federal de Santa Maria, UFSM, 2014.
- Hennig, M. G.; Riffel, R. A.; Dors, O. L.; Riffel, R.; Storchi-Bergmann, T.; Colina, L. Circumnuclear star formation in Mrk 42 mapped with Gemini Near-infrared Integral Field Spectrograph. **MNRAS**, v. 477, p. 1086–1098, jun. 2018.
- Hollenbach, D.; McKee, C. F. Molecule formation and infrared emission in fast interstellar shocks. III - Results for J shocks in molecular clouds. **ApJ**, v. 342, p. 306–336, jul. 1989.
- Hunt, L. K.; Malkan, M. A. Morphology of the 12 Micron Seyfert Galaxies. I. Hubble Types, Axial Ratios, Bars, and Rings. **ApJ**, v. 516, p. 660–671, maio 1999.
- Hunt, L. K.; Malkan, M. A.; Rush, B.; Bica, M. D.; Nelson, B. O.; Stanga, R. M.; Webb, W. Morphology of the 12 Micron Seyfert Galaxies. II. Optical and Near-Infrared Image Atlas. **ApJS**, v. 125, p. 349–362, dez. 1999.

- Jaffe, W.; Meisenheimer, K.; Röttgering, H. J. A.; Leinert, C.; Richichi, A.; Chesneau, O.; Fraix-Burnet, D.; Glazenberg-Kluttig, A.; Granato, G.-L.; Graser, U.; Heijligers, B.; Köhler, R.; Malbet, F.; Miley, G. K.; Paresce, F.; Pel, J.-W.; Perrin, G.; Przygodda, F.; Schoeller, M.; Sol, H.; Waters, L. B. F. M.; Weigelt, G.; Woillez, J.; de Zeeuw, P. T. The central dusty torus in the active nucleus of NGC 1068. **Nature**, v. 429, p. 47–49, maio 2004.
- Jogee, S.; Scoville, N.; Kenney, J. D. P. The Central Region of Barred Galaxies: Molecular Environment, Starbursts, and Secular Evolution. **ApJ**, v. 630, p. 837–863, set. 2005.
- Karttunen, H.; Krüger, P.; Oja, H.; Poutanen, M.; Donner, K. J. (Ed.). **Fundamental Astronomy**. [S.l.: s.n.], 2007.
- Kauffmann, G.; Heckman, T. M.; Tremonti, C.; Brinchmann, J.; Charlot, S.; White, S. D. M.; Ridgway, S. E.; Brinkmann, J.; Fukugita, M.; Hall, P. B.; Ivezić, Ž.; Richards, G. T.; Schneider, D. P. The host galaxies of active galactic nuclei. **MNRAS**, v. 346, p. 1055–1077, dez. 2003.
- Kennicutt JR., R. C. Star Formation in Galaxies Along the Hubble Sequence. **ARA&A**, v. 36, p. 189–232, 1998.
- Kennicutt JR., R. C.; Keel, W. C.; Blaha, C. A. A comparison of the physical conditions in nuclear, hotspot, and disk H II regions. **AJ**, v. 97, p. 1022–1035, abr. 1989.
- Kim, D.; Im, M.; Glikman, E.; Woo, J.-H.; Urrutia, T. Accretion Rates of Red Quasars from the Hydrogen $P\beta$ Line. **ApJ**, v. 812, p. 66, out. 2015.
- Kim, D.; Im, M.; Kim, M. New Estimators of Black Hole Mass in Active Galactic Nuclei with Hydrogen Paschen Lines. **ApJ**, v. 724, p. 386–399, nov. 2010.
- Knapen, J. H. Structure and star formation in disk galaxies. III. Nuclear and circumnuclear $H\alpha$ emission. **A&A**, v. 429, p. 141–151, jan. 2005.
- _____. Structure and star formation in disk galaxies. III. Nuclear and circumnuclear $H\alpha$ emission. **A&A**, v. 429, p. 141–151, jan. 2005.
- KNAPEN, J. H.; SHLOSMAN, I.; HELLER, C. H.; RAND, R. J.; BECKMAN, J. E.; ROZAS, M. Kinematics of ionized and molecular hydrogen in the core of m100. **The Astrophysical Journal**, v. 528, n. 1, p. 219, 2000.
- Kotilainen, J. K.; Reunanen, J.; Laine, S.; Ryder, S. D. Near-infrared line imaging of the circumnuclear starburst rings in the active galaxies NGC 1097 and NGC 6574. **A&A**, v. 353, p. 834–846, jan. 2000.
- Lamperti, I.; Koss, M.; Trakhtenbrot, B.; Schawinski, K.; Ricci, C.; Oh, K.; Landt, H.; Riffel, R.; Rodríguez-Ardila, A.; Gehrels, N.; Harrison, F.; Masetti, N.; Mushotzky, R.; Treister, E.; Ueda, Y.; Veilleux, S. BAT AGN Spectroscopic Survey - IV: Near-Infrared Coronal Lines, Hidden Broad Lines, and Correlation with Hard X-ray Emission. **MNRAS**, v. 467, p. 540–572, maio 2017.

- Lançon, A.; Goldader, J. D.; Leitherer, C.; González Delgado, R. M. Multiwavelength Study of the Starburst Galaxy NGC 7714. II. The Balance between Young, Intermediate-Age, and Old Stars. **ApJ**, v. 552, p. 150–167, maio 2001.
- Larkin, J. E.; Armus, L.; Knop, R. A.; Soifer, B. T.; Matthews, K. A Near-Infrared Spectroscopic Survey of LINER Galaxies. **ApJS**, v. 114, p. 59–72, jan. 1998.
- Magorrian, J.; Tremaine, S.; Richstone, D.; Bender, R.; Bower, G.; Dressler, A.; Faber, S. M.; Gebhardt, K.; Green, R.; Grillmair, C.; Kormendy, J.; Lauer, T. The Demography of Massive Dark Objects in Galaxy Centers. **AJ**, v. 115, p. 2285–2305, jun. 1998.
- Makarov, D.; Prugniel, P.; Terekhova, N.; Courtois, H.; Vauglin, I. HyperLEDA. III. The catalogue of extragalactic distances. **A&A**, v. 570, p. A13, out. 2014.
- Malkan, M. A.; Gorjian, V.; Tam, R. A Hubble Space Telescope Imaging Survey of Nearby Active Galactic Nuclei. **ApJS**, v. 117, p. 25, jul. 1998.
- Maloney, P. R.; Hollenbach, D. J.; Tielens, A. G. G. M. X-Ray-irradiated Molecular Gas. I. Physical Processes and General Results. **ApJ**, v. 466, p. 561, jul. 1996.
- Maraston, C. Evolutionary population synthesis: models, analysis of the ingredients and application to high-*z* galaxies. **MNRAS**, v. 362, p. 799–825, set. 2005.
- Marco, O.; Alloin, D. Hot dust in the active nucleus of NGC 7469 probed by adaptive optics observations. **A&A**, v. 336, p. 823–828, ago. 1998.
- _____. Adaptive optics images at 3.5 and 4.8 μ m of the core arcsec of NGC 1068: more evidence for a dusty/molecular torus. **A&A**, v. 353, p. 465–472, jan. 2000.
- Markwardt, C. B. Non-linear Least-squares Fitting in IDL with MPFIT. v. 411, p. 251, set. 2009.
- Martín-Navarro, I.; Brodie, J. P.; van den Bosch, R. C. E.; Romanowsky, A. J.; Forbes, D. A. Stellar Populations across the Black Hole Mass-Velocity Dispersion Relation. **ApJL**, v. 832, p. L11, nov. 2016.
- Martins, L. P.; Rodríguez-Ardila, A.; Diniz, S.; Gruenwald, R.; de Souza, R. A spectral atlas of H II galaxies in the near-infrared. **MNRAS**, v. 431, p. 1823–1839, maio 2013.
- Martins, L. P.; Rodríguez-Ardila, A.; Diniz, S.; Riffel, R.; de Souza, R. Spectral synthesis of star-forming galaxies in the near-infrared. **MNRAS**, v. 435, p. 2861–2877, nov. 2013.
- May, D.; Steiner, J. E.; Ricci, T. V.; Menezes, R. B.; Andrade, I. S. Digging process in NGC 6951: the molecular disc bumped by the jet. **MNRAS**, v. 457, p. 949–970, mar. 2016.
- Mazzalay, X.; Saglia, R. P.; Erwin, P.; Fabricius, M. H.; Rusli, S. P.; Thomas, J.; Bender, R.; Opitsch, M.; Nowak, N.; Williams, M. J. Molecular gas in the centre of nearby galaxies from VLT/SINFONI integral field spectroscopy - I. Morphology and mass inventory. **MNRAS**, v. 428, p. 2389–2406, jan. 2013.
- Mazzuca, L. M.; Knapen, J. H.; Veilleux, S.; Regan, M. W. A Connection between Star Formation in Nuclear Rings and Their Host Galaxies. **ApJS**, v. 174, p. 337–365, fev. 2008.

- McGregor, P. J.; Hart, J.; Conroy, P. G.; Pfitzner, M. L.; Bloxham, G. J.; Jones, D. J.; Downing, M. D.; Dawson, M.; Young, P.; Jarnyk, M.; Van Harmelen, J. Gemini near-infrared integral field spectrograph (NIFS). In: Iye, M.; Moorwood, A. F. M. (Ed.). **Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes**. [S.l.: s.n.], 2003. (Spie Proc., v. 4841), p. 1581–1591.
- Morgan, W. W. A Preliminary Classification of the Forms of Galaxies According to Their Stellar Population. **PASP**, v. 70, p. 364, ago. 1958.
- Muñoz Marín, V. M.; González Delgado, R. M.; Schmitt, H. R.; Cid Fernandes, R.; Pérez, E.; Storchi-Bergmann, T.; Heckman, T.; Leitherer, C. An Atlas of the Circumnuclear Regions of 75 Seyfert Galaxies in the Near-Ultraviolet with the Hubble Space Telescope Advanced Camera for Surveys. **AJ**, v. 134, p. 648–667, ago. 2007.
- _____. An Atlas of the Circumnuclear Regions of 75 Seyfert Galaxies in the Near-Ultraviolet with the Hubble Space Telescope Advanced Camera for Surveys. **AJ**, v. 134, p. 648–667, ago. 2007.
- Müller Sánchez, F.; Davies, R. I.; Genzel, R.; Tacconi, L. J.; Eisenhauer, F.; Hicks, E. K. S.; Friedrich, S.; Sternberg, A. Molecular Gas Streamers Feeding and Obscuring the Active Nucleus of NGC 1068. **ApJ**, v. 691, p. 749–759, jan. 2009.
- Nenkova, M.; Sirocky, M. M.; Nikutta, R.; Ivezić, Ž.; Elitzur, M. AGN Dusty Tori. II. Observational Implications of Clumpiness. **ApJ**, v. 685, p. 160–180, set. 2008.
- Nikołajuk, M.; Czerny, B.; Gurynowicz, P. NLS1 galaxies and estimation of their central black hole masses from the X-ray excess variance method. **MNRAS**, v. 394, p. 2141–2152, abr. 2009.
- Norman, C.; Scoville, N. The evolution of starburst galaxies to active galactic nuclei. **ApJ**, v. 332, p. 124–134, set. 1988.
- Oliveira Filho K. S. & Saraiva, M. F. O. **Astronomia e astrofísica**. [S.l.: s.n.], 2004. 740 p.
- Osterbrock, D. E. Observational Model of the Ionized Gas in Seyfert and Radio-Galaxy Nuclei. **Proceedings of the National Academy of Science**, v. 75, p. 540–544, fev. 1978.
- Osterbrock, D. E.; Ferland, G. J. **Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei**. [S.l.: s.n.], 2006.
- Perry, J. J.; Dyson, J. E. Shock formation of the broad emission-line regions in QSOs and active galactic nuclei. **MNRAS**, v. 213, p. 665–710, abr. 1985.
- Peterson, M. B. Book Review: An introduction to active galactic nuclei / Cambridge U Press, 1997. **The Observatory**, v. 117, p. 314, out. 1997.
- Ramos Almeida, C.; Pérez García, A. M.; Acosta-Pulido, J. A. Near-Infrared Spectroscopy of Seyfert Galaxies. Nuclear Activity and Stellar Population. **ApJ**, v. 694, p. 1379–1394, abr. 2009.

- Rayner, J. T.; Cushing, M. C.; Vacca, W. D. The Infrared Telescope Facility (IRTF) Spectral Library: Cool Stars. **ApJS**, v. 185, p. 289–432, dez. 2009.
- Reunanen, J.; Kotilainen, J. K.; Prieto, M. A. Near-infrared spectroscopy of nearby Seyfert galaxies - I. First results. **MNRAS**, v. 331, p. 154–168, mar. 2002.
- Ricci, T. V.; Steiner, J. E.; Menezes, R. B. Integral field unit spectroscopy of 10 early-type galactic nuclei - I. Principal component analysis Tomography and nuclear activity. **MNRAS**, v. 440, p. 2419–2441, maio 2014.
- Riffel, R.; Bonatto, C.; Cid Fernandes, R.; Pastoriza, M. G.; Balbinot, E. Panchromatic averaged stellar populations. **MNRAS**, v. 411, p. 1897–1908, mar. 2011.
- Riffel, R.; Mason, R. E.; Martins, L. P.; Rodríguez-Ardila, A.; Ho, L. C.; Riffel, R. A.; Lira, P.; Gonzalez Martin, O.; Ruschel-Dutra, D.; Alonso-Herrero, A.; Flohic, H.; McDermid, R. M.; Ramos Almeida, C.; Thanjavur, K.; Winge, C. The stellar spectral features of nearby galaxies in the near infrared: tracers of thermally pulsing asymptotic giant branch stars? **MNRAS**, v. 450, p. 3069–3079, jul. 2015.
- Riffel, R.; Pastoriza, M. G.; Rodríguez-Ardila, A.; Maraston, C. The First Detection of Near-Infrared CN Bands in Active Galactic Nuclei: Signature of Star Formation. **ApJL**, v. 659, p. L103–L106, abr. 2007.
- Riffel, R. A. **Mapeamento "tridimensional" do entorno dos buracos negros supermassivos em galáxias Seyfert**. 2008. Dissertação (Doutorado) — Universidade Federal do Rio Grande do Sul, UFRGS, 2008.
- Riffel, R. A. profit: a new alternative for emission-line profile fitting. **APSS**, v. 327, p. 239–244, jun. 2010.
- Riffel, R. A.; Colina, L.; Storchi-Bergmann, T.; Piqueras López, J.; Arribas, S.; Riffel, R.; Pastoriza, M.; Sales, D. A.; Dametto, N. Z.; Labiano, A.; Davies, R. I. A SINFONI view of the nuclear activity and circumnuclear star formation in NGC 4303. **MNRAS**, v. 461, p. 4192–4205, out. 2016.
- _____. A SINFONI view of the nuclear activity and circumnuclear star formation in NGC 4303. **MNRAS**, v. 461, p. 4192–4205, out. 2016.
- Riffel, R. A.; Storchi-Bergmann, T.; Dors, O. L.; Winge, C. AGN-starburst connection in NGC7582: Gemini near-infrared spectrograph integral field unit observations. **MNRAS**, v. 393, p. 783–797, mar. 2009.
- Riffel, R. A.; Storchi-Bergmann, T.; McGregor, P. J. The Dusty Nuclear Torus in NGC 4151: Constraints from Gemini Near-Infrared Integral Field Spectrograph Observations. **ApJ**, v. 698, p. 1767–1770, jun. 2009.
- Riffel, R. A.; Storchi-Bergmann, T.; Nagar, N. M. Near-infrared dust and line emission from the central region of Mrk1066: constraints from Gemini NIFS. **MNRAS**, v. 404, p. 166–179, maio 2010.

- Riffel, R. A.; Storchi-Bergmann, T.; Riffel, R.; Dahmer-Hahn, L. G.; Diniz, M. R.; Schönell, A. J.; Dametto, N. Z. Gemini NIFS survey of feeding and feedback processes in nearby active galaxies - I. Stellar kinematics. **MNRAS**, v. 470, p. 992–1016, set. 2017.
- Riffel, R. A.; Storchi-Bergmann, T.; Riffel, R.; Davies, R.; Bianchin, M.; Diniz, M. R.; Schönell, A. J.; Burtscher, L.; Crenshaw, M.; Fischer, T. C.; Dahmer-Hahn, L. G.; Dametto, N. Z.; Rosario, D. Gemini NIFS survey of feeding and feedback processes in nearby active galaxies - II. The sample and surface mass density profiles. **MNRAS**, v. 474, p. 1373–1389, fev. 2018.
- _____. Gemini NIFS survey of feeding and feedback processes in nearby active galaxies - II. The sample and surface mass density profiles. **MNRAS**, v. 474, p. 1373–1389, fev. 2018.
- Riffel, R. A.; Storchi-Bergmann, T.; Winge, C. Feeding versus feedback in AGNs from near-infrared IFU observations: the case of Mrk 79. **MNRAS**, v. 430, p. 2249–2261, abr. 2013.
- _____. Feeding versus feedback in AGNs from near-infrared IFU observations: the case of Mrk 79. **MNRAS**, v. 430, p. 2249–2261, abr. 2013.
- Riffel, R. A.; Storchi-Bergmann, T.; Winge, C.; Barbosa, F. K. B. Gemini near-infrared integral field spectroscopy of the narrow-line region of ESO428-G14: kinematics, excitation and the role of the radio jet. **MNRAS**, v. 373, p. 2–12, nov. 2006.
- Riffel, R. A.; Storchi-Bergmann, T.; Winge, C.; McGregor, P. J.; Beck, T.; Schmitt, H. Mapping of molecular gas inflow towards the Seyfert nucleus of NGC4051 using Gemini NIFS. **MNRAS**, v. 385, p. 1129–1142, abr. 2008.
- Rodríguez-Ardila, A.; Contini, M.; Viegas, S. M. The continuum and narrow-line region of the narrow-line Seyfert 1 galaxy Mrk 766. **MNRAS**, v. 357, p. 220–234, fev. 2005.
- Rodríguez-Ardila, A.; Mazzalay, X. The near-infrared spectrum of Mrk 1239: direct evidence of the dusty torus? **MNRAS**, v. 367, p. L57–L61, mar. 2006.
- Rodríguez-Ardila, A.; Pastoriza, M. G.; Viegas, S.; Sigut, T. A. A.; Pradhan, A. K. Molecular hydrogen and [Fe II] in Active Galactic Nuclei. **A&A**, v. 425, p. 457–474, out. 2004.
- Rodríguez-Ardila, A.; Riffel, R.; Pastoriza, M. G. Molecular hydrogen and [FeII] in active galactic nuclei - II. Results for Seyfert 2 galaxies. **MNRAS**, v. 364, p. 1041–1053, dez. 2005.
- Sakamoto, K.; Okumura, S. K.; Ishizuki, S.; Scoville, N. Z. Bar-driven Transport of Molecular Gas to Galactic Centers and Its Consequences. **ApJ**, v. 525, p. 691–701, nov. 1999.
- Sani, E.; Lutz, D.; Risaliti, G.; Netzer, H.; Gallo, L. C.; Trakhtenbrot, B.; Sturm, E.; Boller, T. Enhanced star formation in narrow-line Seyfert 1 active galactic nuclei revealed by Spitzer. **MNRAS**, v. 403, p. 1246–1260, abr. 2010.
- Santos-Lleo, M.; Clavel, J.; Barr, P.; Glass, I. S.; Pelat, D.; Peterson, B. M.; Reichert, G. Multifrequency monitoring of the Seyfert 1 galaxy NGC 4593 - II. A small, compact nucleus? **MNRAS**, v. 274, p. 1–19, maio 1995.

- Schnorr-Müller, A.; Storchi-Bergmann, T.; Ferrari, F.; Nagar, N. M. Gas inflows towards the nucleus of the Seyfert 2 galaxy NGC 1667. **MNRAS**, v. 466, p. 4370–4380, abr. 2017.
- Schnorr-Müller, A.; Storchi-Bergmann, T.; Nagar, N. M.; Robinson, A.; Lena, D.; Riffel, R. A.; Couto, G. S. Feeding and feedback in the inner kiloparsec of the active galaxy NGC 2110. **MNRAS**, v. 437, p. 1708–1724, jan. 2014.
- Schnorr-Müller, A.; Storchi-Bergmann, T.; Nagar, N. M.; Ferrari, F. Gas inflows towards the nucleus of the active galaxy NGC 7213. **MNRAS**, v. 438, p. 3322–3331, mar. 2014.
- Schönell JR., A. J.; Storchi-Bergmann, T.; Riffel, R. A.; Riffel, R. Feeding versus feedback in active galactic nuclei from near-infrared integral field spectroscopy - XII. NGC 5548. **MNRAS**, v. 464, p. 1771–1782, jan. 2017.
- Schwarz, M. P. The response of gas in a galactic disk to bar forcing. **ApJ**, v. 247, p. 77–88, jul. 1981.
- Scoville, N. Z.; Hall, D. N. B.; Ridgway, S. T.; Kleinmann, S. G. Velocity, reddening, and temperature structure of the H₂ emission in Orion. **ApJ**, v. 253, p. 136–148, fev. 1982.
- Sérsic, J. L.; Pastoriza, M. Properties of Galaxies with Peculiar Nuclei. v. 79, p. 152, abr. 1967.
- Shi, L.; Gu, Q. S.; Peng, Z. X. Circumnuclear star-forming activities along the Hubble sequence. **A&A**, v. 450, p. 15–23, abr. 2006.
- Silk, J.; Rees, M. J. Quasars and galaxy formation. **A&A**, v. 331, p. L1–L4, mar. 1998.
- Simões Lopes, R. D.; Storchi-Bergmann, T.; de Fátima Saraiva, M.; Martini, P. A Strong Correlation between Circumnuclear Dust and Black Hole Accretion in Early-Type Galaxies. **ApJ**, v. 655, p. 718–734, fev. 2007.
- Simpson, C.; Forbes, D. A.; Baker, A. C.; Ward, M. J. Forbidden Fe⁺ emission from active galaxies. **MNRAS**, v. 283, p. 777–797, dez. 1996.
- Steiner, J. E.; Menezes, R. B.; Ricci, T. V.; Oliveira, A. S. PCA Tomography: how to extract information from data cubes. **MNRAS**, v. 395, p. 64–75, maio 2009.
- Storchi-Bergmann, T. Observational Overview of the Feeding of Active Galactic Nuclei. In: **Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series**. [S.l.: s.n.], 2008. (Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series, v. 32), p. 139–146.
- Storchi-Bergmann, T.; Dors JR., O. L.; Riffel, R. A.; Fathi, K.; Axon, D. J.; Robinson, A.; Marconi, A.; Östlin, G. Nuclear Spirals as Feeding Channels to the Supermassive Black Hole: The Case of the Galaxy NGC 6951. **ApJ**, v. 670, p. 959–967, dez. 2007.
- Storchi-Bergmann, T.; Müller, A. S. The Feeding of Supermassive Black Holes: Observational Constraints. **Nat. Ast.**, p. XX, 2018.
- Storchi-Bergmann, T.; Riffel, R. A.; Riffel, R.; Diniz, M. R.; Borges Vale, T.; McGregor, P. J. Two-dimensional Mapping of Young Stars in the Inner 180 pc of NGC 1068: Correlation with Molecular Gas Ring and Stellar Kinematics. **ApJ**, v. 755, p. 87, ago. 2012.

- Storchi-Bergmann, T.; Winge, C.; Ward, M. J.; Wilson, A. S. Extended gas in Seyfert galaxies: near-infrared observations of NGC 2110 and Circinus. **MNRAS**, v. 304, p. 35–46, mar. 1999.
- Tristram, K. R. W.; Meisenheimer, K.; Jaffe, W.; Schartmann, M.; Rix, H.-W.; Leinert, C.; Morel, S.; Wittkowski, M.; Röttgering, H.; Perrin, G.; Lopez, B.; Raban, D.; Cotton, W. D.; Graser, U.; Paresce, F.; Henning, T. Resolving the complex structure of the dust torus in the active nucleus of the Circinus galaxy. **A&A**, v. 474, p. 837–850, nov. 2007.
- Urry, C. M.; Padovani, P. Unified Schemes for Radio-Loud Active Galactic Nuclei. **PASP**, v. 107, p. 803, set. 1995.
- van den Bosch, R. C. E. Unification of the fundamental plane and Super Massive Black Hole Masses. **ApJL**.
- van der Kruit, P. C.; Allen, R. J. The kinematics of spiral and irregular galaxies. **A&A**, v. 16, p. 103–139, 1978.
- van der Laan, T. P. R.; Armus, L.; Beirao, P.; Sandstrom, K.; Groves, B.; Schinnerer, E.; Draine, B. T.; Smith, J. D.; Galametz, M.; Wolfire, M.; Croxall, K.; Dale, D.; Herrera Camus, R.; Calzetti, D.; Kennicutt, R. C. Heating and cooling of the neutral ISM in the NGC 4736 circumnuclear ring. **A&A**, v. 575, p. A83, mar. 2015.
- Wang, T.; Lu, Y. Black hole mass and velocity dispersion of narrow line region in active galactic nuclei and narrow line Seyfert 1 galaxies. **A&A**, v. 377, p. 52–59, out. 2001.
- Wilson, A. S.; Helfer, T. T.; Haniff, C. A.; Ward, M. J. The starburst ring around the Seyfert nucleus in NGC 7469. **ApJ**, v. 381, p. 79–84, nov. 1991.
- Woo, J.-H.; Urry, C. M. Active Galactic Nucleus Black Hole Masses and Bolometric Luminosities. **ApJ**, v. 579, p. 530–544, nov. 2002.
- Woo, J.-H.; Yoon, Y.; Park, S.; Park, D.; Kim, S. C. The Black Hole Mass-Stellar Velocity Dispersion Relation of Narrow-line Seyfert 1 Galaxies. **ApJ**, v. 801, p. 38, mar. 2015.