MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA, INOVAÇÕES E COMUNICAÇÕES
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

sid.inpe.br/mtc-m21c/2019/02.08.20.44-TDI

UM ESTUDO PILOTO SOBRE AGNS COM FLORESTAS DE LINHAS CORONAIS NO INFRAVERMELHO

Fernando Custódio Cerqueira Campos

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelo Dr. Alberto Rodríguez Ardila, aprovada em 07 de março de 2019.

URL do documento original:
<http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34R/3SN22FE>

INPE
São José dos Campos
2019

PUBLICADO POR:

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais - INPE
Gabinete do Diretor (GBDIR)
Serviço de Informação e Documentação (SESID)
CEP 12.227-010
São José dos Campos - SP - Brasil
Tel.:(012) 3208-6923/7348
E-mail: pubtc@inpe.br

CONSELHO DE EDITORAÇÃO E PRESERVAÇÃO DA PRODUÇÃO INTELECTUAL DO INPE - CEPPII (PORTARIA Nº 176/2018/SEI-INPE):

Presidente:

Dr. Marley Cavalcante de Lima Moscati - Centro de Previsão de Tempo e Estudos Climáticos (CGCPT)

Membros:

Dra. Carina Barros Mello - Coordenação de Laboratórios Associados (COCTE)

Dr. Alisson Dal Lago - Coordenação-Geral de Ciências Espaciais e Atmosféricas (CGCEA)

Dr. Evandro Albiach Branco - Centro de Ciência do Sistema Terrestre (COCST)

Dr. Evandro Marconi Rocco - Coordenação-Geral de Engenharia e Tecnologia Espacial (CGETE)

Dr. Hermann Johann Heinrich Kux - Coordenação-Geral de Observação da Terra (CGOBT)

Dra. Ieda Del Arco Sanches - Conselho de Pós-Graduação - (CPG)

Silvia Castro Marcelino - Serviço de Informação e Documentação (SESID)

BIBLIOTECA DIGITAL:

Dr. Gerald Jean Francis Banon

Clayton Martins Pereira - Serviço de Informação e Documentação (SESID)

REVISÃO E NORMALIZAÇÃO DOCUMENTÁRIA:

Simone Angélica Del Ducca Barbedo - Serviço de Informação e Documentação (SESID)

André Luis Dias Fernandes - Serviço de Informação e Documentação (SESID)

EDITORAÇÃO ELETRÔNICA:

Ivone Martins - Serviço de Informação e Documentação (SESID)

Murilo Luiz Silva Gino - Serviço de Informação e Documentação (SESID)

MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA, INOVAÇÕES E COMUNICAÇÕES
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

sid.inpe.br/mtc-m21c/2019/02.08.20.44-TDI

UM ESTUDO PILOTO SOBRE AGNS COM FLORESTAS DE LINHAS CORONAIS NO INFRAVERMELHO

Fernando Custódio Cerqueira Campos

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelo Dr. Alberto Rodríguez Ardila, aprovada em 07 de março de 2019.

URL do documento original:
<http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34R/3SN22FE>

INPE
São José dos Campos
2019

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

Campos, Fernando Custódio Cerqueira.

C157e Um estudo piloto sobre AGNs com florestas de linhas coronais no infravermelho / Fernando Custódio Cerqueira Campos. – São José dos Campos : INPE, 2019.

xxvi + 146 p. ; (sid.inpe.br/mtc-m21c/2019/02.08.20.44-TDI)

Dissertação (Mestrado em Astrofísica) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2019.

Orientador : Dr. Alberto Rodríguez Ardila.

1. AGNs. 2. Floresta de linhas coronais. 3. Ângulo de inclinação do toróide de gás e poeira. 4. SED do toróide de gás e poeira. 5. Modelos CLUMPY. I.Título.

CDU 524.64

Esta obra foi licenciada sob uma Licença Creative Commons Atribuição-NãoComercial 3.0 Não Adaptada.

This work is licensed under a Creative Commons Attribution-NonCommercial 3.0 Unported License.

Aluno (a): *Fernando Custodio Cerqueira Campos*

Título: "UM ESTUDO PILOTO SOBRE AGNS COM FLORESTAS DE LINHAS CORONAIS NO INFRAVERMELHO"

Aprovado (a) pela Banca Examinadora em cumprimento ao requisito exigido para obtenção do Título de ***Mestre*** em ***Astrofísica***

Dr. João Braga

Presidente / INPE / São José dos Campos - SP

( ) Participação por Video - Conferência

(X) Aprovado *( ) Reprovado*

Dr. Alberto Rodriguez Ardila

Orientador(a) / LNA / Espanha - ES

( ) Participação por Video - Conferência

(X) Aprovado *( ) Reprovado*

Dra. Cláudia Vilega Rodrigues

Membro da Banca / INPE / SJCampos - SP

( ) Participação por Video - Conferência

(X) Aprovado *( ) Reprovado*

Dra. Lucimara Pires Martins

Convidado(a) / Uni. Cruzeiro do Sul / São Paulo - SP

( ) Participação por Video - Conferência

(X) Aprovado *( ) Reprovado*

Este trabalho foi aprovado por:

( ) maioria simples

(X) unanimidade

São José dos Campos, 07 de março de 2019

"Vou mostrando como sou
E vou sendo como posso,
Jogando meu corpo no mundo,
Andando por todos os cantos
E pela lei natural dos encontros
Eu deixo e recebo um tanto
E passo aos olhos nus
Ou vestidos de lunetas,
Passado, presente,
Participo sendo o mistério do planeta".

Novos Baianos
Composição: *"Luiz Galvão e Moraes Moreira"*, 1972

A minha filha ***Ísis Campos Weizenmann****, minha maior e mais nova fonte de inspiração*

AGRADECIMENTOS

À CAPES, pelo apoio financeiro, sem o qual o trabalho não seria possível.

Aos meus pais, Sandra Cerqueira Silva e Marcos Antônio Campos, pelo amor e incentivo ao longo da vida.

Ao meu orientador Dr. Alberto Rodríguez Ardila, por toda a atenção, pelas reuniões, discussões e por sua admirável dedicação aos seus alunos e pela pesquisa.

A minha grande companheira Márcia Janaína Weizenmann, pelo amor e carinho. Por toda compreensão e força, em especial, nesses dois últimos anos. Por me escolher e formar comigo uma família.

Aos amigos que conquistei no mestrado: Eduardo, Felipe, Samantha e Fred, por dividirem momentos de aprendizado e diversão. Ao Marcos Faria, pela atenciosidade e dedicação em ajudar. As minhas amigas, companheiras de sala: Aysses, Eunice e Lorena, por toda ajuda, companhia e cafés. Ao meu grande amigo João Paulo, que mesmo aumentando as distâncias, continua presente na minha vida.

Aos professores e Pesquisadores da DAS, que de forma atenciosa, foram essenciais no aprendizado adquirido nesses dois últimos anos.

A estrutura e funcionários do INPE.

RESUMO

Recentemente, um novo conjunto de galáxias com núcleo ativo (AGN), nomeadas de AGNs com florestas de linhas coronais (CLiF AGN), foram introduzidas na literatura. O espectro óptico dessas galáxias é caracterizado por fortes linhas de alta ionização, entre outras propriedades notáveis que contrastam com o que é encontrado em AGNs típicos. A hipótese inicial é de que as linhas coronais são produzidas na parede interna do toróide de gás e poeira (utilizando como base o modelo unificado para AGNs). Desta forma, essa região só pode ser observada caso a orientação do toróide com relação ao observador esteja restrita a uma determinada faixa angular. Entretanto, a análise realizada para chegar nessa conclusão foi exclusivamente derivada de modelos e informações obtidas através de espectros na região visível, onde o toróide tem pouca ou nenhuma assinatura observacional. Neste trabalho foi realizada uma análise inédita, mais apurada, de uma amostra de CLiFS AGN, acrescentando espectros no infravermelho próximo e pontos fotométricos no MIR e FIR aos espectros no óptico já disponíveis. O intuito é confirmar se estes objetos, de fato, correspondem a uma classe particular de AGNs. Os resultados indicam que o ângulo de orientação do toróide de gás e poeira não aparenta ser um fator determinante para observar o espectro proeminente de linhas coronais, já que os modelos CLUMPY indicam inclinações em relação ao orientador na faixa entre 0º e 80º. Ainda, através da análise da velocidade de dispersão estelar, derivamos a massa do buraco negro central. Constatamos que a maior parte dos objetos possui valores de massa de BH intermediários ($M_{BH} \lesssim 10^7$ $M_\odot$), sendo esta característica mais relevante para explicar as linhas coronais observadas no espectro. Razões de fluxo de linhas de emissão de alta ionização, tanto no óptico quando no NIR, indicam que as CliFS AGN se comportam de modo similar aos AGNs clássicos. Ainda, a cinemática do gás mostra a ausência de correlação entre a largura-a-meia-altura das linhas e o potencial de ionização das mesmas, mesmo dobrando o número de espécies de alta ionização e utilizando espectros de resolução espectral R=3000. Por fim, encontramos que para os objetos estudados, a extinção na direção do AGN é moderada (> 0.3 mag), mesmo para as CliF AGN Tipo I. De modo geral, a região de linhas estreitas destes objetos parece possuir uma considerável influência de extinção por grãos de poeira, compacta e pouco estratificada, o que explicaria grande parte das propriedades observadas. Sugerimos estudos mais profundos, usando espectroscopia IFU com óptica adaptativa, para avançar no conhecimento destes enigmáticos objetos.

Palavras-chave: AGNs. Floresta de linhas coronais. Ângulo de inclinação do toróide de gás e poeira. SED do toróide de gás e poeira. Modelos CLUMPY.

A PILOT STUDY ON AGNS WITH CORONAL FORESTS IN THE INFRARED

ABSTRACT

Recently, a new set of active galactic nuclei (AGN), named AGNs with coronal line forests (CLiF AGN), were introduced in the literature. The optical spectrum of these galaxies is characterized by strong high ionization lines, among other notable properties that contrast with what is found in typical AGNs. The initial hypothesis is that the coronal lines are produced in the inner wall of the dusty torus (using the unified model for AGNs). In this way, this region can only be observed if the orientation of the torus with respect to the observer is restricted to a small range of angles. However, the analysis performed to arrive at this conclusion was exclusively derived from models and information obtained through spectra in the optical region, where the torus has little or no observational signature. In this work a new, more accurate analysis of a sample of CLiFS AGN was performed, adding near infrared spectra and photometric points in the MIR and FIR to the available optical spectra. The intention is to confirm if these objects, in fact, correspond to a particular class of AGNs. The results indicate that the orientation angle of the dusty torus does not appear to be a determining factor for observing the prominent coronal lines in the spectrum, since the CLUMPY models indicate inclinations with respect to the observer in the range between 0 - 80 deg. Also, through the analysis of stellar velocity dispersion, we derive the mass of the central black hole. We have found that most of the objects have intermediate BH mass values ($M_{BH} \lesssim 10^7$ $M_\odot$), being this feature more relevant to explain the coronal lines observed in the spectrum. Flux ratios of high ionization emission lines, both in the optical and in the NIR, indicate that CliF AGNs behave similarly to classical AGNs. Moreover, the kinematics of the gas shows the absence of correlation between the line full width at half maximum and the ionization potential, even doubling the number of high ionization species and using spectra with resolution R = 3000. Finally, for the studied objects, the extinction in the AGN direction is moderate (> 0.3 mag), even for CliF AGNs Type I. In general, the narrow line regions of these objects seem to have a considerable influence of extinction by dust grains, and are compact and little stratified, which would explain much of the observed properties. We suggest further studies, using IFU spectroscopy with adaptive optics, to advance the knowledge about these enigmatic objects.

Keywords: AGNs. Coronal line forest. Dusty torus. Viewing angle of dusty torus. CLUMPY models.

LISTA DE FIGURAS

Pág.

1.1 SED da galáxia Seyfert I NGC 3783 em comparação com um modelo genérico de uma galáxia espiral barrada normal 3
1.2 Exemplo de galáxia Fanaroff-Riley do tipo I e tipo II 4
1.3 Espectro óptico da galáxia Seyfert 2 HE 0201-3029 8
1.4 Espectro óptico da galáxia Seyfert 1 NGC 5548 9
1.5 Um exemplo de espectros ópticos indicando a diferença entre uma galáxia Seyfert 2 e uma LINER 10
1.6 Ilustração dos principais componentes que compõem o modelo unificado . 13
1.7 Exemplos de diferentes perfis para a linha larga de Hβ 15
1.8 Relação entre a luminosidade do bojo da galáxia com a largura da linha de [O III] λ5007 da NLR 19
1.9 Razões de linhas coronais de Fe observadas da região nuclear e estendida para uma amostra de AGNs comparadas com predições de modelos de puramente fotoionização 21
1.10 Comparação entre a relação FWHM e IP para 1984 e 2011 23
1.11 Modelo toróide CLiF 26
1.12 Representação dos ângulos críticos no modelo CLiF 26
1.13 A posição das CLiF AGNs no diagrama BPT 27
1.14 A relação entre o raio de sublimação da poeira e o raio da região CLiF. A linha preta tracejada representa a posição em que os dois raios coincidem. 28
1.15 FWHM vs IP para CLiF AGNs 28
1.16 Partes do espectro óptico do superaglomerado estelar F (SSC F) localizado na galáxia M82 30

2.1 Espectro óptico SDSS para a galáxia III Zw 77. As principais linhas estão identificadas com o íon correspondente. As marcas em vermelho são linhas coronais. 34
2.2 Igual a Figura 2.1 para a galáxia MRK 1388 35
2.3 Igual a Figura 2.1 para a galáxia SDSS J124134.25+442639.2 35
2.4 Igual a Figura 2.1 para a galáxia SDSS J164126.91+432121.5 36
2.5 Espectro no óptico, telescópio SOAR, galáxia ESO138-G001 38
2.6 Igual a Figura 2.10 para a galáxia NGC 424 39
2.7 Espectro no NIR, telescópio Blanco, galáxia ESO138-G001 40
2.8 Igual a Figura 2.5 para a galáxia NGC 424 41
2.9 Espectro no NIR, telescópio IRTF, galáxia III Zw 77 42

2.10 Igual a Figura 2.7 para a galáxia MRK 1388 43
2.11 Espectro no NIR, telescópio Gemini, galáxia SDSS J164126.91+432121.5 44
2.12 Espectro da ESO138-G001 no MIR e FIR 45
2.13 Posição das fendas na extração do espectro da NGC 424 46
2.14 Espectro da NGC 424 no MIR e FIR 47

3.1 Exemplo de ajuste com o pPXF 51
3.2 Ajustes por curvas gaussianas realizado usando o LINER 56
3.3 Representação de um meio *clumpy* 60
3.4 Geometria do modelo CLUMPY 61
3.5 Exemplo de SEDs do modelo CLUMPY 63
3.6 Resultado do melhor ajuste da SED para a NGC 1097. 68
3.7 Resultado do melhor ajuste da SED para a NGC 5506 68
3.8 Resultado do melhor ajuste da SED para a NGC 3783 69
3.9 Resultado do melhor ajuste da SED para a NGC 7469 69

4.1 Ajuste do pPXF no óptico para a ESO 138 G1 75
4.2 Ajuste do pPXF no NIR para a ESO 138 G1 75
4.3 Medida das linhas da ESO138G1 no NIR 76
4.4 Medida das linhas da ESO138G1 no óptico 77
4.5 Correção avermelhamento ESO138G1 78
4.6 Ajuste do pPXF no óptico para a NGC 424 81
4.7 Ajuste do pPXF no NIR para a NGC 424 82
4.8 Medida das linhas da NGC 424 no NIR 83
4.9 Medida das linhas da NGC 424 no óptico 84
4.10 Correção avermelhamento NGC 424 85
4.11 Ajuste do pPXF no óptico para a III ZW 77 88
4.12 Ajuste do pPXF no NIR para a III ZW 77 89
4.13 Medida das linhas da III ZW 77 no NIR 90
4.14 Medida das linhas da III ZW 77 no óptico 91
4.15 Correção avermelhamento III ZW 77 92
4.16 Ajuste do pPXF no óptico para a MRK 1388 G1 95
4.17 Ajuste do pPXF no NIR para a MRK 1388 96
4.18 Medida das linhas da MRK 1388 no NIR 97
4.19 Medida das linhas da MRK 1388 no óptico 98
4.20 Correção avermelhamento MRK 1388 99
4.21 Ajuste do pPXF no óptico para a SDSS J164126.90+432121.5 102
4.22 Ajuste do pPXF no NIR para a SDSS J164126.90+432121.5 103
4.23 Correção avermelhamento SDSS J164126.90+432121.5 103
4.24 Medida das linhas da SDSS J164126.90+432121.5 no NIR 104

4.25 Medida das linhas da SDSS J164126.90+432121.5 no óptico 105
4.26 Ajuste do pPXF no óptico para a SDSS J124134.25+442639.2 108
4.27 Correção avermelhamento SDSS J124134.25+442639.2 109
4.28 Medida das linhas da SDSS J124134.25+442639.2 no óptico 110
4.29 Ajuste do pPXF no óptico para a 2MASX J113111.05+162739 112
4.30 Medida das linhas da 2MASX J113111.05+162739 no NIR 113

5.1 Relação entre FWHM e IP das linhas de emissão identificadas nas CLiF AGNs 118
5.2 Ajuste dos modelos CLUMPY as SEDs das CLiF AGNs 121
5.3 Ajuste do pPXF na região das absorções de CO 123
5.4 Ajuste do pPXF na região das absorções do CaT 124
5.5 Gráfico σ-M_{BH} 125
5.6 Comparação entre razões de linhas coronais no NIR 128
5.7 Comparação entre razões de linhas coronais no óptico 1 130
5.8 Comparação entre razões de linhas coronais no óptico 2 131

LISTA DE TABELAS

Pág.

1.1 Típicas sobreposições de perfis de linhas da BLR 16
1.2 Comprimentos de onda, IPs e densidades críticas para parte das linhas observáveis no NIR 22
1.3 Galáxias selecionadas como CLiF AGNs 25

2.1 Galáxias selecionadas para serem analisadas neste trabalho 33
2.2 Pontos fotométrico para a 2MASX J113111.05+162739 47
2.3 Pontos fotométrico para a SDSS J164126.91+432121.5 48
2.4 Pontos fotométrico para a III Zw 77 48
2.5 Pontos fotométrico para a MRK 1388 48

3.1 Pontos fotométricos da NGC 1097 66
3.2 Pontos fotométricos da NGC 5506 67
3.3 Pontos fotométricos da NGC 3783 67
3.4 Pontos fotométricos da NGC 7469 67
3.5 Comparação entre os ângulos de referência (i_{ref}) e os obtidos pela rotina em Python desenvolvida neste trabalho (i_{SED}) 70

4.1 E(B-V) obtido por razões de linhas para a ESO 138 G1 78
4.2 Fluxos das linhas para a ESO 138 G1 no óptico. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-14} erg s^{-1} cm^{-2} 79
4.3 Fluxos das linhas para a ESO 138 G1 no NIR. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-15} erg s^{-1} cm^{-2} 80
4.4 E(B-V) obtido por razões de linhas para a NGC 424 85
4.5 Fluxos das linhas para a NGC 424 no óptico. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-14} erg s^{-1} cm^{-2} 86
4.6 Fluxos das linhas para a NGC 424 no NIR. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-14} erg s^{-1} cm^{-2} 87
4.7 E(B-V) obtido por razões de linhas para a III ZW 77 92
4.8 Fluxos das linhas para a III ZW 77 no óptico. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-15} erg s^{-1} cm^{-2} 93
4.9 Fluxos das linhas para a III ZW 77 no NIR. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-15} erg s^{-1} cm^{-2} 94
4.10 E(B-V) obtido por razões de linhas para a MRK 1388 99
4.11 Fluxos das linhas para a MRK 1388 no óptico. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-15} erg s^{-1} cm^{-2} 100

4.12 Fluxos das linhas para a MRK 1388 no NIR. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-15} erg s^{-1} cm^{-2} 101
4.13 Fluxos das linhas para a SDSS J164126.90+432121.5 no óptico. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-15} erg s^{-1} cm^{-2} 106
4.14 Fluxos das linhas para a SDSS J164126.90+432121.5 no NIR. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-16} erg s^{-1} cm^{-2} 107
4.15 Fluxos das linhas para a J124134.25+442639.2 no óptico. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-16} erg s^{-1} cm^{-2} 111
4.16 Fluxos das linhas para a 2MASX J113111.05+162739 no NIR. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-16} erg s^{-1} cm^{-2} 114
4.17 Nesta tabela estão inclusos: valores de <E(B-V)> obtidos pelas análises descritas nesse capítulo, valores do decremento de Balmer medidos por Rose et al. (2015a) ($H\alpha/H\beta_{REF}$) e após a subtração da população estelar ($H\alpha/H\beta_{Sub.\ Pop}$), a classificação das galáxias com relação ao seu tipo espectral definidos por Rose et al. (2015b) ($Class._{REF}$) e pela nossa análise ($Class._{Opt.+NIR}$) 115

5.1 Valores dos parâmetros identificadas no modelo CLUMPY para cada galáxia 120
5.2 Valores de σ em unidades de km s^{-1} e a massa do SMBH em $M_\odot$ 125
5.3 Medidas de σ (km s^{-1}) e da M_{SMBH} ($M_\odot$) e suas incertezas descritas no trabalho de Tremaine et al. (2002) para 30 galáxias 126
5.4 Comparação entre os valores obtidos para as massas dos SMBHs por meio da relação M-σ (TREMAINE et al., 2002) e da luminosidade em 5100 Å (KASPI et al., 2000) 128
5.5 Valores das razões de [S VIII]/[S IX] e [Si VI]/[Si X] obtidos de Rodríguez-Ardila et al. (2011) e para as CLiF AGNs 129
5.6 Valores de razões de linhas coronais obtidos por Rodríguez-Ardila et al. (2006) e para as CLiF AGNs 130

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

AGN	–	*Active Galactic Nuclei*
ASCII	–	*American Standard Code for Information Interchange*
BH	–	*Black Hole*
BIC	–	*Bayesian Information Criterion*
BLR	–	*Broad Line Region*
BLRG	–	*Broad Line Region Galaxy*
CaT	–	Ca II *triplet*
CL	–	*Coronal Line*
CLiF	–	*Coronal Line Forest*
EW	–	*Equivalent Width*
FHIL	–	*forbidden high ionization line*
FIR	–	*Far Infrared*
FITS	–	*Flexible Image Transport System*
FLIL	–	*forbidden low ionization lines*
FR I	–	galáxias Fanaroff-Riley de tipo 1
FR II	–	galáxias Fanaroff-Riley de tipo 2
FWHM	–	*Full Width at Half Maximum*
FWZI	–	*Full Width at Zero Intensity*
GNIRS	–	*Gemini Near-Infrared Spectrograph*
hdf5	–	*Hierarchical Data Format version 5*
IP	–	Ionization Potential
IR	–	*Infrared*
IRAF	–	*Image Reduction and Analysis Facility*
IRS	–	*InfraRed Spectrograph*
IRTF	–	*Infrared Telescope Facility*
LINER	–	*low-ionization nuclear emission-line region*
LOSVDs	–	*line-of-sight velocity distribution*
MIR	–	*Mid-Infrared*
NIR	–	*Near-Infrared*
NLR	–	*Narrow Line Region*
NLRG	–	*Narrow Line Region Galaxy*
OVV	–	*Optically Violent Variables*
pPXF	–	*Penalized Pixel-Fitting*
QSO	–	*quasi-stellar object*
SDSS	–	*Sloan Digital Sky Survey*
SED	–	*spectral energy distribution*
SED	–	*spectral energy distribution*
SMBH	–	*supermassive black hole*
SOAR	–	*Southern Astrophysical Research Telescope*
SPICE	–	*Spitzer IRS Custom Extraction*

LISTA DE SÍMBOLOS

α	–	Índice de lei de potência
χ^2	–	Qui-quadrado
λ	–	Comprimento de onda
λF_λ	–	Fluxo em energia por unidade de área por unidade de tempo
ν	–	Frequência
νF_ν	–	Fluxo em energia por unidade de área por unidade de tempo
σ	–	velocidade de dispersão estelar
σ	–	O ângulo formado entre o centro do sistema e a parede externa do toróide
τ_ν	–	Profundidade óptica
i	–	O ângulo do toróide com relação ao observador
L_{42}	–	Luminosidade em unidades de 10^{42} erg s^{-1}
L_{ION}	–	luminosidade ionizante
M_{BLR}	–	Massa do gás da BLR
N_0	–	Número de nuvens de poeira na direção da linha de visada
n_h	–	Densidade eletrônica
q	–	Índice da lei de potência que descreve a densidade radial do toróide
Y	–	Razão entre raio externo e interno do toróide de gás e poeira
$A(\lambda)$	–	Extinção para determinando comprimento de onda λ
A(V)	–	Extinção total em magnitude
c	–	velocidade da luz
E(B-V)	–	Diferença de B-V observado e intrínseco (teórico)
F_λ	–	Fluxo por unidade de comprimento de onda
F_ν	–	Fluxo por unidade de frequência
G	–	Constante gravitacional
h	–	Constante de Planck
H_0	–	Constante de Hubble
$L_\odot$	–	Luminosidade solar
M_b	–	Magnitude bolométrica
M_{SMBH}	–	Massa do buraco negro supermassivo
$M_\odot$	–	Massa solar
Q(H)	–	Número de fótons emitidos pela fonte central por segundo
U	–	Parâmetro de ionização
z	–	fator de *redshift*

SUMÁRIO

Pág.

1 INTRODUÇÃO 1
1.1 Núcleos ativos de galáxias 1
1.2 Propriedades dos Quasares 2
1.2.1 Características em rádio 4
1.2.2 Variabilidade 5
1.2.3 Emissão de linhas largas 5
1.3 Classificação de AGNs 6
1.3.1 Galáxias Seyfert 6
1.3.2 Quasares (QSOs) 8
1.3.3 Rádio Galáxias 8
1.3.4 LINERs 9
1.3.5 Objetos BL LAC e variáveis opticamente violentas 10
1.4 Como classificar AGNs 10
1.5 O modelo unificado 11
1.5.1 A BLR 13
1.5.2 A NLR 17
1.6 As linhas coronais 19
1.7 AGNs com florestas de linhas coronais 23
1.8 Motivações 29
1.9 Objetivos 31

2 DADOS SELECIONADOS 33

3 METODOLOGIA 49
3.1 O Penalized Pixel-Fitting (pPXF) 49
3.1.1 Os modelos de população estelar no óptico 51
3.1.2 Os modelos estelares e de corpo negro no NIR 52
3.1.3 Obtendo σ com o pPXF para calcular a massa do SMBH 53
3.2 O LINER 55
3.3 Extinção da emissão do gás 56
3.4 Os modelos CLUMPY 59
3.4.1 Comparação entre outros métodos para obter o ângulo de inclinação do toróide de gás e poeira e o método com os modelos CLUMPY . . . 63

4 MEDIDAS DOS FLUXOS DAS LINHAS DE EMISSÃO 73
4.1 ESO 138 G1 74
4.2 NGC 424 81
4.3 III ZW 77 87
4.4 MRK 1388 94
4.5 SDSS J164126.90+432121.5 101
4.6 SDSS J124134.25+442639.2 107
4.7 2MASX J113111.05+162739 111
4.8 Considerações sobre o avermelhamento e classificação 114

5 RESULTADOS 117
5.1 Cinemática das linhas de emissão 117
5.2 Comparação entre as SEDs e os modelos CLUMPY 119
5.3 Massa do SMBH e razões de linhas coronais 122

6 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS FUTURAS 133

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS 137

1 INTRODUÇÃO

1.1 Núcleos ativos de galáxias

O termo "núcleo ativo de galáxia" (AGN, do inglês *Active Galactic Nuclei*) refere-se a galáxias que apresentam em sua região central um buraco negro supermassivo (M $\approx 10^5$ - 10^{10} $M_\odot$) que está constantemente acretando matéria. Duas das subclasses de AGNs são os quasares e as galáxias Seyfert. A distinção entre elas em algumas circunstâncias depende de questões semânticas, já que o núcleo ativo das galáxias Seyferts também pode ser considerado, em um esquema maior de classificação, um quasar de baixa luminosidade. A diferença fundamental entre essas duas subclasses é a quantidade de radiação emitida pela fonte central. Em uma galáxia Seyfert típica, a energia emitida pelo núcleo ativo em comprimentos de onda no visível ($3800 \leq \lambda \leq 7500$ Å) é comparável à toda energia emitida por todas as estrelas na galáxia (10^{11} $L_\odot$), mas em um típico quasar (QSO, do inglês *quasi-stellar object*) a fonte central é mais brilhante do que todas as estrelas de uma galáxia comum por um fator 100 ou mais.

A aparência dos quasares inicialmente não sugere uma identificação com galáxias. A primeira publicação sobre esse tema foi realizada por Hazard (1963) a partir do objeto associado a fonte de rádio 3C 273. Foi definido como um objeto de aparência estelar, isso porque a grandes distâncias, a fonte central do quasar é vista como uma fonte pontual, como uma estrela, já que a luz da galáxia hospedeira é ofuscada devido ao alto brilho do núcleo. Por isso, a fonte tem aspecto *quasi-stellar*, sendo assim, nomeada como quasar.

A alta luminosidade implica na possibilidade de detectar e identificar quasares a grandes distâncias, em épocas de um universo mais jovem. Desta forma, o estudo sobre quasares também implica na possibilidade de auxiliar em importantes problemas cosmológicos. Essas considerações representam uma forte motivação para observar quasares e estudar suas propriedades. Com o aumento do reconhecimento de um maior número de quasares, progressivamente grandes levantamentos foram realizados. Até o meio da década de 90 o maior valor encontrado foi de $z \approx 5$ (PETERSON, 1997). Atualmente o QSO mais distante é o ULAS J1342+0928 com $z = 7.54$ (BAÑADOS et al., 2018).

Para entender melhor a classificação dos AGNs, é necessário mencionar suas características, como foi primeiramente dividido os grupos de AGNs e como essas clas-

sificações são consideradas em tempos atuais, e também como foi criado o modelo para explicar a natureza desses objetos.

1.2 Propriedades dos Quasares

Schmidt (1969) inicialmente definiu como propriedades dos quasares:

- Identificados como fontes de rádio.
- O fluxo do contínuo varia ao longo do tempo.
- Detêm alto fluxo no ultravioleta.
- Em alguns casos possuem linhas de emissão permitidas com perfis alargados.
- Apresentam grandes *redshifts*.

Atualmente é aceito que nem todos os objetos conhecidos como quasares compartilham todas essas propriedades. Em geral, a característica mais comum desses objetos é que todos são fontes luminosas de raios-X. Em termos mais modernos, uma característica que define os quasares é a forma da sua distribuição espectral de energia (SED, do inglês *spectral energy distribution*). Uma comparação entre a SED de uma galáxia normal e de um AGN pode ser vista na Figura 1.1.

Quasares são os objetos mais luminosos do universo em todos os comprimentos de onda observáveis. Diferente do espectro estelar, o espectro de AGNs não pode ser descrito como uma emissão de corpo negro a uma única temperatura, ou como a composição de corpos negros sobre uma curta faixa de temperaturas. Em geral, a SED do contínuo do quasar pode ser caracterizada, grosseiramente, como uma lei de potência:

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

sendo α o índice da lei de potência, C é uma constante e F_ν o fluxo específico, usualmente medido em unidades de erg s^{-1} cm^{-2} Hz^{-1}. A convenção adotada por Peterson (1997) é que o índice da lei de potência é positivo.

Ajustar o espectro de quasares sobre grandes faixas de frequência produz índices espectrais que estão na faixa aproximada de $0 \leq \alpha \leq 1$, mas diferentes valores

para α, que inclusive divergem desses limites, são encontrados para diferentes faixas espectrais. A lei de potência diverge para altas frequências (para $\alpha \leq 1$) ou para baixas frequências ($\alpha \geq 1$). Para uma faixa de frequência $\nu_1 - \nu_2$, o fluxo (em unidade de energia por unidade de tempo e por unidade de área) pode ser escrito na forma:

$$\begin{aligned} P_{\nu_1,\nu_2} &= \int_{\nu_1}^{\nu_2} F_\nu d\nu = C \int_{\nu_1}^{\nu_2} \nu^{-\alpha} d\nu \\ &= \frac{C}{1-\alpha}(\nu_2^{1-\alpha} - \nu_1^{1-\alpha}) \qquad (\alpha \neq 1) \\ &= C \ln(\frac{\nu_2}{\nu_1}) \qquad (\alpha = 1). \end{aligned} \tag{1.2}$$

Uma forma usual de representar uma larga banda da SED em quasares é usando o diagrama $\log(\nu F_\nu)$ versus $\log(\nu)$ (como na Figura 1.1), desta forma, a lei de potência se torna $\nu F_\nu \propto \nu^{1-\alpha}$. Apresentar o fluxo na forma de νF_ν é interessante, pois torna-se possível verificar a representatividade energética para cada comprimento de onda ao longo do espectro.

Figura 1.1 - SED da galáxia Seyfert I NGC 3783 em comparação com um modelo genérico de uma galáxia espiral barrada normal

Fonte: Peterson (1997)

1.2.1 Características em rádio

A morfologia em rádio de quasares e rádio galáxias é frequentemente descrita em termos de duas componentes, a estendida e a compacta. Elas possuem diferentes características espectrais, apesar do mecanismo síncrotron parecer explicar ambos os casos. A componente estendida, geralmente, apresenta dois lóbulos de emissão em rádio mais ou menos simétricos localizados próximos ao quasar óptico, no centro da galáxia. A extensão dessas fontes pode atingir distâncias de megaparsecs. A posição da componente compacta coincide com a localização do quasar óptico. É importante ressaltar que a componente estendida é opticamente fina, enquanto que a componente compacta é opticamente espessa.

Estruturas de rádio estendidas podem ser divididas em duas classes de luminosidade (FANAROFF; RILEY, 1974). Classe I (FR I) são brilhantes no centro e vão diminuindo de intensidade em direção às bordas. Já as fontes FR II são brilhantes nas bordas, e frequentemente apresentam regiões mais brilhantes ao longo do contorno da estrutura. Exemplos de quasares FR I e FR II estão expostos na Figura 1.2

Figura 1.2 - No lado esquerdo está um exemplo de galáxia Fanaroff-Riley do tipo I (galáxia M84); Do lado direito um exemplo de galáxia Fanaroff-Riley tipo II

Fonte: Adaptado de Peterson (1997)

Diferente das fontes estendidas, as fontes compactas possuem um contínuo em rádio plano, ou seja, com $\alpha \leq 0,5$, se a forma de lei de potência (Equação 1.2) for assumida. Essa característica é atribuída à inomogeneidade da fonte ou à presença de um número não resolvido de pequenas fontes discretas dentro da fonte central.

Além da presença das componentes estendidas e compactas, essas fontes de rádio também apresentam jatos que se estendem em estruturas lineares. A aparência dos jatos sugere que eles transportam energia e partículas da fonte central para regiões mais estendidas. Jatos também podem aparecer em um único lado da fonte de rádio, que é o caso mais comum (PETERSON, 1997).

Com uma emissão bem pronunciada para comprimentos de onda no azul, parte dos quasares foram classificadas utilizando observações no óptico. Porém quando comparados com os selecionados pelas propriedades em rádio surgiu uma grande diferença. Esses QSOs apresentavam uma emissão cerca de 100 vezes menor em rádio (KELLERMANN et al., 1994). Esses objetos foram nomeados de '*radio-quiet*' QSOs, e são 10-20 vezes mais numerosos que os selecionados em rádio (ou '*radio-loud*') (PETERSON, 1997).

1.2.2 Variabilidade

Quasares apresentam variabilidade em todos os comprimentos de onda, não só no contínuo, mas também nas linhas largas de emissão. Vários quasares foram encontrados com variabilidade entre $0,3 - 0,5$ magnitudes em escalas de alguns meses, alguns ainda com variabilidades significativas em escalas de tempo de alguns dias (PETERSON, 1997). Com isso, é possível argumentar que a radiação surge de uma região da ordem de dias luz em tamanho (1 dia luz $= 2,54 \times 10^{15}$ cm). Sendo assim, o núcleo tem tamanho comparado ao do sistema solar e produz mais energia que uma galáxia inteira.

1.2.3 Emissão de linhas largas

O espectro UV (ultravioleta) e óptico de quasares é caracterizado pela presença de linhas de emissão permitidas largas. As linhas mais intensas observadas são as de hidrogênio na série de Balmer (Hα λ6563, Hβ λ4861 e Hγ λ4340), a linha de hidrogênio Lyα λ1216, assim como Mg II λ2798, C III] λ1909 e C IV λ1549. Essas linhas estão presentes em praticamente todos os espectros de quasares, mas dependendo do *redshift*, a sua detecção demanda a observação na região do infravermelho próximo.

1.3 Classificação de AGNs

Segundo Netzer (2013), a classificação de AGNs em subgrupos está baseada na história da pesquisa nessa área. Em particular na descoberta e no entendimento primordial de quasares em meados da década de 60. Entretanto, precedendo essa data, já existiam estudos detalhados de membros mais locais de AGNs, as galáxias Seyfert (SEYFERT, 1943). Contudo, esses dois tipos de objetos só foram classificados no grande grupo AGN na década de 70 (BURBIDGE, 1970).

Na década de 60, AGNs (ainda não chamados dessa forma) de baixo *redshift* forneceram dados suficientes para definir os diversos subgrupos ainda utilizados atualmente, como: galáxias Seyfert 1, galáxias Seyfert 2, rádio galáxias, quasares, blazares, LINERs, entre outras menos usuais, ou que foram englobadas em outras categorias ao longo do "tempo de vida" da pesquisa em AGNs. Sendo assim, para tratar das classificações, primeiramente será elucidado a categorização (PETERSON, 1997) e posteriormente como elas são retratadas na literatura mais contemporânea (NETZER, 2013).

1.3.1 Galáxias Seyfert

Como mencionado anteriormente, Seyfert (1943) foi o pioneiro em relação a identificar um grupo de AGNs. Por meio de sua pesquisa foi possível observar em um grupo de galáxias características como linhas de emissão similares às observadas em nebulosas planetárias. Porém, as linhas em emissão apresentavam larguras com valores de centenas de quilômetros por segundo. Anteriormente apenas um objeto tinha sido identificado com essas características, NGC 1068 por Slipher (1917), mas acreditava-se tratar de uma nebulosa.

Seyfert identificou no espectro óptico de diversas galáxias (NGC 1068, NGC 1275, NGC 3516, NGC 4051, NGC 4151 e NGC 7469) a presença de linhas de emissão de alta excitação produzidas pela fonte central. As características mais importantes identificadas nesses espectros foram:

- As linhas são largas (chegando até o valor de 8500 km s^{-1} de largura total à intensidade zero nas galáxias NGC 3516 e NGC 7469).
- As linhas de hidrogênio às vezes são mais largas que as outras linhas.

Segundo Peterson (1997), as galáxias Seyfert não tiveram maior atenção até 1955,

quando as galáxias NGC 1068 e NGC 1275 foram observadas em rádio. Woltjer (1959) elaborou as primeiras considerações para compreender a Física desses objetos. Ele notou que:

- O núcleo não é resolvido, desta forma possui dimensões menores que 100 pc.
- A emissão nuclear deve durar mais que 10^8 anos.
- Se o material próximo ao núcleo está ligado gravitacionalmente, a massa do núcleo é bem alta. Por meio do teorema do Virial é possível encontrar que $M \approx v^2 r/G$, sendo M a massa do núcleo, v a velocidade com que o material orbita o núcleo, r o raio da órbita do material e G a constante de gravitação universal. A velocidade de dispersão é obtida pelas larguras das linhas de emissão. O raio do núcleo tem dimensões máximas estimadas já mencionadas no primeiro item. A dimensão mínima é estimada por um raio na ordem de 1 pc. Desta forma, a massa do núcleo é inferida como sendo da ordem de $10^{9\pm1}\ M_\odot$.

No entendimento mais atual, galáxias Seyfert são AGNs pouco luminosos como magnitude bolométrica na ordem de: $\mathrm{M}_b > -21,5 + 5\log h_0$; sendo que o seu núcleo tem a aparência de um quasar, mas a galáxia hospedeira é claramente determinada, tanto que visualmente é similar a uma galáxia normal (na maior parte das vezes como uma galáxia espiral). Espectroscopicamente, apresentam linhas de emissão altamente ionizadas, tais como: [Ca VIII], [Ne V], [Fe VII], [Si VI], [S IX], entre outras.

As linhas de emissão no espectro das galáxias Seyfert possuem duas características distintas, linhas largas e linhas estreitas. As linhas estreitas são caracterizadas por um gás ionizado de densidade baixa. A densidade eletrônica é menor que 2000 cm^{-3} (DORS JR et al., 2014) com larguras que correspondem a velocidade na ordem de centenas de quilômetros por segundo. As linhas largas (característica que surge apenas em linhas permitidas) possuem larguras maiores que 10^4 km s^{-1} e são produzidas por gás de alta densidade (densidade eletrônica maior que 10^9 cm^{-3}).

Galáxias Seyfert que apresentam apenas linhas estreitas são chamadas Seyfert tipo 2 e as que apresentam componentes largas, Seyfert tipo 1. Outra característica da Seyfert do tipo 2 é o seu fraco contínuo, que chega a ser bem difícil de isolar do

contínuo estelar formado pela galáxia hospedeira. Exemplos de espectro de uma Seyfert 2 e uma Seyfert 1 podem ser vistos nas figuras 1.3 e 1.4 respectivamente.

Figura 1.3 - Espectro óptico da galáxia Seyfert 2 HE 0201-3029. É possível notar a ausência de linhas largas e a presença de intensas linhas proibidas de oxigênio, nitrogênio e enxofre

Fonte: Beckmann e Shrader (2013)

1.3.2 Quasares (QSOs)

Quasares representam a classe mais luminosa de AGNs ($M_b < -21,5 + 5 \log h_0$). O seu espectro é similar aos de galáxias Seyfert, exceto por possuir linhas de absorções estelares muito fracas quando de fato são detectadas. Assim como as galáxias Seyfert possuem uma distinção entre tipo 1 e tipo 2. Em relação à emissão em rádio, são subdivididos em *radio-quiet* QSOs e *radio-loud* QSOs. As características dessa subdivisão já foram descritas na seção 1.2.

1.3.3 Rádio Galáxias

As galáxias hospedeiras de AGNs em rádio galáxias são tipicamente elípticas. Possuem duas classificações: rádio galáxias que possuem no seu espectro linhas largas

Figura 1.4 - Espectro óptico da galáxia Seyfert 1 NGC 5548

Fonte: Peterson (1997)

(BLRGs) e rádio galáxias com apenas linhas estreitas (NLRGs). Essa classificação é análoga as galáxias Seyfert tipo 1 e 2. Elas podem ser consideradas *radio-loud* Seyferts, com a diferença de ocorrerem em galáxias elípticas e não espirais. A diferença principal entre radio galáxias e quasares é com relação a luminosidade. Quasares são mais luminosos em todos os comprimentos de onda. Por exemplo, no óptico, a linha de [O III] λ5007 possui uma luminosidade maior para os quasares por um fator 5-10 (JACKSON; BROWNE, 1990)

1.3.4 LINERs

Galáxias com linhas de emissão nuclear de baixa ionização (LINERs, do inglês *low-ionization nuclear emission-line region*) são uma classe de galáxias com baixa luminosidade nuclear. O seu espectro é similar a uma Seyfert 2, exceto pelas linhas de baixa ionização, por exemplo, [O I] λ6300 e [N II] λ6548, λ6583 que são relativamente mais fortes. Outra diferença com relação a galáxias Seyferts é que os LINERS possuem menor luminosidade. LINERs também possuem a classificação de tipo 1 e tipo 2. As de tipo 1 possuem componentes bem largas com velocidades de 10000-20000 km s^{-1} (NETZER, 2013). Uma comparação entre os espectros de uma LINER e uma Seyfert pode ser vista na figura 1.5.

Figura 1.5 - Um exemplo de espectros ópticos indicando a diferença entre uma galáxia Seyfert 2 e uma LINER

Fonte: Adaptado de Beckmann e Shrader (2013)

1.3.5 Objetos BL LAC e variáveis opticamente violentas

Um pequeno grupo de AGNs apresenta grandes variações de brilho em uma curta escala de tempo, por exemplo, com variação de magnitude $\gtrsim 0{,}1$ no visível em escalas de tempo na ordem de um dia. Além dessa característica, tendem a apresentar grande polarização e são sempre *radio-loud*. Esse grupo é conhecido como variáveis opticamente violentas (OVVs). Parte dessas características são compartilhadas por objetos BL LAC. A distinção é que diferente das OVVs, eles não apresentam linhas fortes de absorção ou de emissão no seu espectro.

1.4 Como classificar AGNs

Atualmente a classificação dos AGNs está pautada em observações de alta qualidade (em comparação com as imagens obtidas no primórdio da pesquisa sobre a classificação de AGNs) com um grande número de fontes, um melhor entendimento da física de acreção do buraco negro (BH, do inglês *black-hole*) e os processos de emissão de linhas e a compreensão de que parte das características observadas dependem da luminosidade e a inclinação da fonte central. Netzer (2013) definiu os AGNs em

principais subgrupos da seguinte forma:

1 **Tipo-I radio-quiet AGNs**: Que antes eram classificados como galáxias Seyfert 1 e radio-quiet AGNs;

2 **Tipo-I radio-loud AGNs**: Que antes eram classificados como BLRGs e radio-loud QSOs;

3 **Tipo-II radio-quiet AGNs**: Que antes eram classificados como galáxias Seyfert 2;

4 **Tipo-II radio-loud AGNs**: Que antes eram as NLRGs;

5 **LINERs**;

6 **Blazares**: Que antes eram classificados como objetos BL-Lac e OVVs.

1.5 O modelo unificado

Os AGNs aparentam possuir uma simetria mais axial do que esférica, e é hipoteticamente inferido que toda a região não resolvida de AGNs está circundada por um toróide de gás e poeira obscurecedor opticamente espesso que faz com que a radiação produzida na região mais central escape através do eixo axial desse toróide, formando grandes cones de ionização. Nos AGNs que são fontes de rádio, o eixo da emissão rádio parece estar alinhado com o eixo axial do toróide. O toróide e a fonte da emissão rádio não estão necessariamente alinhados com o eixo de rotação da galáxia hospedeira.

A ideia desse modelo de toróide determina que as características espectrais do AGN são dependentes do ângulo de visada com respeito ao observador. Na falta de evidências sobre o comportamento desses objetos, a melhor hipótese é através da alternativa que descreve a natureza de forma mais simples (navalha de Occam), ou seja, que a natureza física dos AGNs são as mesmas, porém a diversidade de características espectrais está diretamente dependente da posição do objeto com respeito ao observador.

Com a simples adição do toróide de poeira, que em determinados ângulos da linha de visada obscurece os dois componentes centrais, o SMBH (do inglês *supermassive black hole*) e o disco de acreção, é possível explicar a maior parte das diferenças

entre AGNs tipo-I radio-quiet e do tipo-II. Por exemplo, diferenças observacionais tais como:

- Nas linhas de emissão no MIR (do inglês *mid-infrared*), no NIR (do inglês *near-infrared*), no óptico e no UV;
- na luminosidade e a variabilidade do contínuo óptico-UV;
- nas relações entre o obscurecimento da fonte central em raios-x e o formato do contínuo no MIR.

Porém a presença do toróide é questionável quando se trata de objetos que apresentam luminosidades mais extremas, tanto alta como baixa, que é o caso dos menos luminosos LINERs e os mais luminosos AGNs com os maiores *redshifts*.

Adicionando mais um ingrediente, um jato relativístico emanando da vizinhança do buraco negro, tendo duas condições, uma mais confinada e outra mais colimada, permite explicar as características observadas nos objetos *radio-loud*. Com relação ao eixo axial dos AGNs, para esse modelo, os blazares são os objetos FRI e FRII vistos na condição de um ângulo bem pequeno com relação a borda interna do jato. Segundo Terasranta e Valtaoja (1994) uma radio galáxia possui o aspecto de um blazar se o ângulo de visada é $\leq 35^o$. Para os outros AGNs *radio-loud* esse ângulo é bem maior, na ordem de 50°. A região de linhas largas (BLR, do inglês *broad line region*) pode ser vista até em um ângulo de 60° a 70°. Acima desses valores, até 90°, o que passa a ser observado é apenas a região de linhas estreitas (NLR, do inglês *narrow line region*) (NETZER, 2013). A Figura 1.6 ilustra como são dispostos os ingredientes de um AGN e o tipo observado para cada ângulo de visada.

Juntando todos os ingredientes do modelo unificado, temos o seguinte esquema (PETERSON, 1997): a fonte primária de energia dos AGNs é a acreção de matéria por um buraco negro supermassivo. Desta forma, a energia gravitacional é convertida em radiação por meio da dissipação de energia pela viscosidade no disco de acreção que circunda o buraco negro. É estimado (para Seyferts) que a massa do SMBH é da ordem de 10^7 $M_\odot$ e que o disco de acreção é menor que 10^{15} cm. Circundando o disco está a BLR, que possui um tamanho típico de 10^{16} cm e possui geometria e cinemática não muito bem conhecidas. A maior parte do contínuo em IR é produzido em escalas maiores que a do raio de sublimação de poeira ($\geq 10^{17}$ cm), que é também a região onde se vê a NLR, onde a cinemática do gás é dominada pela gravidade, mas que também há evidências de interações com jatos na forma de aquecimento

por choques e escoamentos de gás. A NLR é a única região, para os AGNs mais próximos, que pode ser resolvida observacionalmente.

Figura 1.6 - Ilustração dos principais componentes que compõem o modelo unificado

Fonte: Beckmann e Shrader (2013)

1.5.1 A BLR

A BLR é importante para o entendimento sobre AGNs devido à sua proximidade da fonte central. Há dois motivos pelos quais a BLR pode providenciar uma exploração sobre a região central:

1 A velocidade do gás na BLR é certamente determinada pela fonte central, com gravidade e pressão de radiação competindo.

2 A BLR reprocessa a energia emitida pela fonte central no ultravioleta que não pode ser observada diretamente. Desta forma, fornecendo informações

indiretamente sobre uma importante parte do contínuo que não pode ser diretamente observado desde a Terra.

É comum representar a largura das linhas de duas maneiras: por meio do FWHM (do inglês *full width at half maximum*) e do FWZI (do inglês *full width at zero intensity*). É comum encontrar para as linhas largas uma FWHM na faixa de 700 km s^{-1} a 10^4 km s^{-1}, com um valor típico de 5000 km s^{-1}. Já o FWZI, em alguns casos, ultrapassa 30 000 km s^{-1}. Uma característica das linhas largas é a variedade de perfis encontrados para diferentes AGNs. Exemplos podem ser vistos na Figura 1.7.

Outra característica do espectro da BLR é a sobreposição de linhas, isto é, o perfil da linha alargada pode sobrepor o perfil de outras linhas adjacentes. Isso pode acontecer no caso de pares de linhas, como a linha de C IV λ1549, que é na verdade a sobreposição de C IV λ1548 e C IV λ1551. A Tabela 1.1 indica algumas sobreposições mais comuns nos espectros de AGNs tipo 1.

Não existem diagnósticos simples de temperatura e densidade para o gás da BLR, mas é possível afirmar que essa região possui densidade suficiente para suprimir as linhas proibidas colisionalmente (efeito de desexcitação colisional), já que estas não possuem o mesmo perfil alargado, indicando que não são produzidas na mesma região. Entretanto as linhas largas possuem intensidades semelhantes a outras linhas, indicando uma temperatura na ordem de 10^4 K. Para essa temperatura a velocidade de dispersão do gás é de 10 km s^{-1}, mas como mencionado anteriormente, as larguras típicas das linhas largas são de aproximadamente 5000 km s^{-1}. Se esse alargamento for unicamente térmico, a temperatura do gás deveria ser da ordem ou maior que 10^9 K. Sendo assim, é possível afirmar que o processo de alargamento das linhas é principalmente não térmico, sendo via efeito Doppler possivelmente o mecanismo dominante.

Para ter uma estimativa da densidade da BLR, Peterson (1997) sugere a utilização de informações das linhas que são vistas na BLR com extremos de densidade crítica. As linhas de [OIII] costumam ser bem intensas, mas no espectro da BLR podem aparecer bem fracas ou ausentes. A densidade crítica para desexcitar colisionalmente a transição de maior energia dessa transição (λ4363) é aproximadamente 10^8 cm^{-3}. Isso fornece um limite inferior para a densidade eletrônica na BLR.

A única linha forte não permitida no espectro da BLR é a linha de intercombinação CIII] λ1909. A densidade crítica para a desexcitação colisional dessa transição é de

Figura 1.7 - Exemplos de diferentes perfis para a linha larga de Hβ

Fonte: Peterson (1997)

Tabela 1.1 - Típicas sobreposições de perfis de linhas da BLR

Feature	Contributing Lines
Lyβ + O VI λ1035	Lyβ λ1026 O VI $\lambda\lambda$1032, 1038
Lyα + N V	Lyα λ1216 N V $\lambda\lambda$1239, 1243
Si IV + O IV]	Si IV $\lambda\lambda$1394, 1403 O IV] λ1402
C IV λ1549	C IV $\lambda\lambda$1548, 1551
He II + O III]	He II λ1640 O III] λ1663
C III] + Si III]	Al III λ1857 Si III] λ1892 C III] λ1909
Small blue bump	Balmer continuum (λ < 3646 Å) Fe II (many lines)
Mg II λ2798	Mg II $\lambda\lambda$2796, 2803
Fe II λ4570 + He II	Fe II (multiplets 37, 38, & 43) He II λ4686
Hβ	Hβ λ4861 Fe II $\lambda\lambda$4924, 5018 (multiplet 42)
Fe II $\lambda\lambda$5190, 5320	Fe II (multiplets 42, 48, 49, and 55)

Fonte: Peterson (1997)

aproximadamente 10^{10} cm^{-3}, sendo esse, o limite superior para a densidade. Com essa faixa de densidades entre $10^8 - 10^{10}$ cm^{-3} é possível chegar a uma expressão para a massa do gás em emissão (PETERSON, 1997):

$$M_{BLR} \approx 10^{-3} L_{42}(C_{IV}) M_{\odot}, \tag{1.3}$$

sendo M_{BLR} a massa do gás da BLR e $L_{42}(C_{IV})$ a luminosidade de C IV λ1549 em unidades de 10^{42} erg s^{-1}. É quase certo que o que produz as linhas da BLR é a fotoionização pelo contínuo gerado pela fonte central, já que o fluxo das linhas

varia fortemente em resposta às mudanças no fluxo do contínuo. O número de fótons emitidos pela fonte central por segundo que pode ionizar o hidrogênio é dado por:

$$Q(H) = \int_{\nu_1}^{\infty} \frac{L_\nu}{h\nu} d\nu \tag{1.4}$$

A partir disso, um "parâmetro de ionização" U é definido como a taxa de densidade numérica de fótons por densidade de partículas da nuvem

$$U = \frac{Q(H)}{4\pi r^2 c n_h}, \tag{1.5}$$

sendo r a distância da fonte central, c a velocidade da luz e n_h a densidade total do hidrogênio. Três parâmetros são fundamentais para determinar o espectro da BLR. Dois deles já foram mencionados, a densidade do gás e o parâmetro de ionização. O terceiro parâmetro é distribuição do gás na BLR. Desta forma, é necessário entender a sua cinemática, sendo que uma maneira de determinar essa propriedade (tanto na BLR quanto na NLR) é por meio dos perfis das linhas.

Para analisar o perfil das linhas largas é comum utilizar ajustes com duas ou três Gaussianas. A combinação de funções Gaussianas e Lorentzianas e, em alguns casos, leis de potência também apresentam bons resultados. Segundo Netzer (2013), a maior parte dos perfis observados são consistentes com uma orientação aleatória de nuvens orbitando a BLR, exceto quando há perfis de duplo pico, indicando uma distribuição com geometria de disco.

1.5.2 A NLR

As informações mais básicas para ter algum entendimento da NLR é a densidade,a temperatura e o perfil das linhas. Antes de comentar sobre essas propriedades, três características sobre a NLR merecem destaque:

1 A NLR possui a maior escala espacial onde a radiação ionizante da fonte central domina com relação a outras fontes. Sendo uma região espacialmente estendida, parte da distribuição física e cinemática pode ser mapeada diretamente. A FWHM das linhas da NLR é da ordem de 200 - 900 km s^{-1} com um valor típico entre 350 - 400 km s^{-1} (PETERSON, 1997).

2 A NLR é o único componente do AGN espacialmente resolvida no óptico

e no infravermelho.

3 A dinâmica da NLR pode nos fornecer informações sobre como os AGNs são alimentados.

Diferente da BLR, a densidade eletrônica da NLR é baixa o suficiente para que transições proibidas ocorram sem serem desexcitadas colisionalmente. Isso permite usar razões entre essas linhas para identificar propriedades tais como densidade e temperatura do gás da NLR. Porém, há uma dificuldade espectroscópica com relação a NLR, já que ela é formada fora do raio de sublimação de poeira. Desta forma, existe a presença de formação e destruição de grânulos e o obscurecimento de fótons em determinada linha de visada.

As densidades eletrônicas são determinadas medindo-se a intensidade da razão entre duas linhas de um mesmo íon com aproximadamente a mesma energia, mas probabilidades de transição diferentes. Por exemplo: [OII] $\lambda\lambda$3726,3729 e [SII] $\lambda\lambda$6716, 6731. Segundo Netzer (2013), um valor típico para a densidade da NLR é $\sim 10^4\ cm^{-3}$. Para estimar a temperatura eletrônica também são usadas razões de linha do mesmo íon, só que com transições de níveis de energia diferentes. A temperatura da NLR é da faixa de 10000 K a 25000 K. Um valor típico é 16000 K (PETERSON, 1997).

Os perfis das linhas estreitas, apesar de poderem ser ajustados com uma gaussiana, podem ser assimétricos e/ou deslocados. Os perfis são geralmente deslocados para o azul. A maior parte desse excesso deslocado tende a ser na base da linha, que passa a ser mais simétrica próxima do pico. Esse efeito é relativamente mais forte nas linhas de alta ionização. Sendo a auto-absorção não considerada para fortes linhas proibidas, a assimetria pode ser dada pela combinação de movimentos radiais das nuvens e opacidade. A assimetria pode ser explicada por:

- *outflow* das nuvens da NLR através de uma região de poeira
- *infall* das nuvens da NLR que são cheias de poeira

A largura das linhas estreitas possui relação com a luminosidade do bojo da galáxia (Figura 1.8), indicando que as condições da região mais central de uma galáxia possuem forte correlação com a sua evolução estelar. Já em AGNs que apresentam jatos-rádio, essa regra não é válida, as velocidades são maiores do que as esperadas. Isso pode ser um indicativo de um componente não virial para as velocidades,

evidenciando a importância das interações de choque entre o jato-rádio e o gás da NLR.

Figura 1.8 - Relação entre a luminosidade do bojo da galáxia com a largura da linha de [O III] λ5007 da NLR

Fonte: Adaptado de Beckman et al. (1993)

1.6 As linhas coronais

As linhas coronais, ou linhas de emissão de alta ionização, originam-se de transições proibidas de estrutura fina excitadas através de colisões em espécies altamente ionizadas (potencial de ionização, $\chi > 100$ eV). Uma outra maneira que é utilizada na literatura para se referir às linhas coronais é através da sigla FHILs (do inglês *forbidden high ionization lines*). A presença de linhas coronais no espectro de AGNs sinaliza a existência de processos altamente energéticos, associados à atividade nu-

clear. Algumas dessas linhas são bem intensas até grandes escalas de distância, de 10 a 200 pc em alguns casos.

Observacionalmente, o espectro óptico de AGNs comumente possui CLs de [Fe VII], [Fe X] e [Fe XI], sendo que parte dessas linhas já haviam sido identificadas no trabalho original de Seyfert (1943). Segundo Oliva (1997), o interesse em estudar linhas coronais passou a crescer depois da detecção de [S VIII] λ9913 (OSTERBROCK et al., 1990) e [Si VI] λ19630 (OLIVA; MOORWOOD, 1990). Posteriormente, surgiram as detecções de [Si VII], [Si IX], [S IX], [Ca VIII], [Si X] (THOMPSON, 1996), e [Al IX] (MAIOLINO et al., 1997), e [Ne V], [Ne VI], [Mg V], [Mg VII] e [Mg VIII] (MOORWOOD et al., 1996), [Fe XIII] (RODRIGUEZ-ARDILA et al., 2002). Além dessas linhas, em um grupo de AGNs identificados por Rose et al. (2015b), que possuem uma floresta de linhas coronais no espectro óptico, também apresentam linhas de [Fe VI], [Ca V] e [Ar V].

O mecanismo responsável pela alta ionização dessas espécies ainda não é muito claro. Basicamente, dois processos têm sido propostos para produzir essas linhas. Um deles é a fotoionização pela fonte central, que emite um intenso contínuo ionizante, particularmente no UV distante e no raio-x mole (SHIELDS; OKE, 1975; GRANDI, 1978; PENSTON et al., 1984; KORISTA; FERLAND, 1989; FERGUSON et al., 1997; OLIVA et al., 1998). Outra proposta é que o mecanismo responsável pelas CLs são choques entre nuvens em alta velocidade e o gás da NLR (OSTERBROCK; PARKER, 1964; OKE; SARGENT, 1968). Entretanto, existe outra possibilidade intermediária, a combinação entre esses dois processos (VIEGAS-ALDROVANDI; CONTINI, 1989). Rodríguez-Ardila et al. (2006), por meio de observações de um grupo de galáxias Seyfert, no óptico e NIR, utilizando diagramas de diagnósticos para linhas de Fe (Figura 1.9), concluíram que para descrever as razões de linhas observadas é necessário combinar os mecanismos de choques e fotoionização.

Figura 1.9 - Razões de linhas coronais de Fe observadas da região nuclear e estendida para uma amostra de AGNs comparadas com predições de modelos de puramente fotoionização (linhas tracejadas). Pontos correspondem a diferentes valores de parâmetros de ionização U[-2, -1,5, -1 e 0] para densidade eletrônica de 3 $\times$ 10^3 cm^{-3} e luminosidade da radiação ionizante de $10^{44,3}$ ergs s^{-1}. O modelo puramente por choques está representado por linhas sólidas. Para este, as velocidades dos choques variam de 300 a 900 km s^{-1}, em ordem crescente da esquerda para direita. Os símbolos representam diferentes galáxias. Os círculos sólidos representam Circinus; triângulos sólidos a NGC 1386; quadrados sólidos a NGC 1068; triângulos abertos a MCG-6-30-15 e estrelas a NGC 3783. É possível notar que a maior parte dos pontos estão relacionados ao modelo de choques, mas alguns estão entre os dois modelos.

Fonte: Rodríguez-Ardila et al. (2006)

Observações no óptico mostram que os centroides das CLs costumam estar deslocados para o azul com respeito à velocidade sistêmica da galáxia. E que as CLs tendem a ser mais largas do que as linhas proibidas de baixa ionização (FLILs, do inglês

forbidden low ionization lines). Existem estudos que indicam uma correlação entre a largura dessas linhas e o potencial de ionização (IP, do inglês *Ionization Potential*) necessário para ionizar o material (WILSON, 1979; PELAT et al., 1981; EVANS, 1988). A interpretação para esses resultados indica que a CLR está localizada entre a NLR e a BLR, por apresentarem linhas mais largas do que as linhas do gás da NLR e pelo material que produz as CLs possuir uma densidade crítica de desexcitação proporcional à largura da linha (ROBERTIS; OSTERBROCK, 1984). Porém, na década posterior a essa interpretação, com a detecção de novas linhas coronais com potenciais de ionização maiores, foi possível verificar que essa correlação positiva entre densidade crítica e IP não é válida. Como pode ser visto na Tabela 1.2, a linha de [S VIII] apresenta a maior densidade crítica, mas não o maior IP entre as linhas coronais observadas no NIR.

Tabela 1.2 - Comprimentos de onda, IPs e densidades críticas para parte das linhas observáveis no NIR

Line	λ (μm)	χ, IP (eV)	$\log n_e$ (cm^{-3})	Line	λ (μm)	χ, IP (eV)	$\log n_e$ (cm^{-3})
[S III]	0.9530	23.3	5.8	[Si X]	1.4301	351.1	8.8
[S VIII]	0.9913	280.9	10.6	[S XI]	1.9196	447.1	8.5
[Fe XIII]	1.0747	330.8	8.8	[Si VI]	1.9630	166.8	8.8
[S IX]	1.2520	328.2	9.4	[Al IX]	2.0450	284.6	8.3
[Fe II]	1.2570	7.9	5.0	[Ca VIII]	2.3213	127.7	7.9

Fonte: Rodríguez-Ardila et al. (2011)

Em estudos mais recentes, Rodríguez-Ardila et al. (2011), pioneiramente por meio de espectros no NIR (0.8–2.4 μm), realizaram a análise da relação entre a emissão das CLs e a atividade nuclear. Utilizaram uma amostra com 36 AGNs do tipo 1 e 18 AGNs do tipo 2. Nessa análise foram estudadas linhas coronais em uma faixa de IP entre 130-450 eV, e com isso foi possível notar que a correlação entre FHWM e IP das CLs existe só até 300 eV. Acima desse valor, as FWHM das linhas se mantêm constantes ou decrescem com o IP. A comparação entre as relações encontradas na década de 80 cobrindo uma faixa de IPs de 0-300 eV com dados mais atuais pode ser vista na Figura 1.10.

Figura 1.10 - A) correlação entre a largura a um terço da altura e o IP de linhas no espectro dos AGNs AKN 564 e NGC 4051 para dados de 1984; B) A não correlação entre o FWHM e IP de linhas nas mesmas galáxias do item A para dados de 2011

Fonte: Adaptado de Rodríguez-Ardila et al. (2011) e Robertis e Osterbrock (1984)

Os modelos de fotoionização presumem uma correlação entre a FWHM e IP das linhas de emissão para cada íon. Porém, como pode ser visto na Figura 1.10, essa correlação não é muito bem descrita para IPs maiores que 300 eV. O trabalho de Rodríguez-Ardila et al. (2011) sugere que esse efeito é atribuído à combinação do crescimento da densidade eletrônica em direção ao centro e uma extensão espacial de gás coronal, isto é, as linhas coronais possivelmente são produzidas em duas regiões distintas.

1.7 AGNs com florestas de linhas coronais

Muito recentemente, um novo conjunto de galáxias com núcleos ativos nomeadas de AGNs com florestas de linhas coronais (CLiF AGN), foram introduzidas na literatura (ROSE et al., 2015a; ROSE et al., 2015b; GLIDDEN et al., 2016). O espectro dessas

galáxias é caracterizado por fortes linhas de alta ionização, entre outras propriedades notáveis que contrastam com o que é encontrado em AGNs típicos (o grupo de sete galáxias encontradas com essas características está exposto na Tabela 1.3). Algumas dessas características, destacadas pelos autores como uma forma para identificar uma CLiF AGN com relação a razões de linhas são:

- O espectro deve possuir a presença de linhas de [Fe VII] em 3759, 5159, 5720 e 6087 (Å) com razões como: [Fe VII]λ6087/Hβ $>$ 0,25.
- [Fe X] λ6374 / Hβ $>$ 0.2.
- [Ne V] λ3426 / Hβ $>$ 1.
- [Fe V] / Hβ e [Fe VI] / Hβ $>$ 0,2.
- Hα / Hβ $>$ 2,9.

Outras características são:

- Transições de hidrogênio da série de Balmer HI bem intensas.
- As FHILs não são desviadas para o azul com respeito as linhas proibidas de baixa ionização.
- As velocidades das FHILs e FLILs são as mesmas (FWHM $\sim$ 300 km s^{-1}).
- As FHILs mantêm uma alta EW (largura equivalente, do inglês equivalent width) por mais de três anos. Isso é longo em comparação com dois eventos que também exibem um espectro rico de linhas estreitas incluindo FLILs e FHILs, as supernovas do tipo IIn e eventos de ruptura de maré de estrelas sendo acretadas por SMBHs.
- Altas EW (>3 Å) são vistas em espécies de linhas desconhecidas/inesperadas.

A proposta inicial é de que as linhas coronais são produzidas pela parede interna do toróide de poeira (utilizando como base o modelo unificado para AGNs), com o pressuposto que no limite do raio de sublimação de poeira encontra-se uma região de poeira mais refrativa sendo intensamente irradiada sofrendo ablação. Segundo Krolik e Kriss (1996), nessas condições, surgem ventos térmico de gás altamente ionizado

que produzem um espectro atípico, podendo então incluir as linhas coronais. Tendo como pressuposto que a floresta de linhas coronais é produzida na parede interna do toróide, a possibilidade dessa região ser vista está restrita a uma curta faixa angular com relação à orientação do toróide e o observador. Glidden et al. (2016) propuseram um modelo de toróide cilíndrico, como pode ser visto na Figura 1.11 e Figura 1.12.

Tabela 1.3 - Galáxias selecionadas como CLiF AGNs

Name	RA (J2000)	Dec (J2000)	$z_{[OIII]}$	r'	Spectrum	Ref.
Q1131+16	11:31:11.05	16:27:39.50	0.1732	17.31	WHT/ISIS	Rose et al. (2011)
III Zw 77	16:23:45.87	41:04:56.69	0.0341	15.25	SDSS	Osterbrock (1981)
Mrk 1388	14:50:37.85	22:44:03.61	0.0216	14.55	SDSS	Osterbrock (1985)
ESO 138 G1	16:51:20.13	-59:14:05.20	0.0091	13.02[a]	ESO	Alloin et al. (1992)
Tololo 0109-383	01:11:27.63	-38:05:00.48	0.0118	12.38[a]	IPCS/RGO	Fosbury & Sansom (1983)
J1241+44	12:41:34.25	44:26:39.25	0.0422	15.98	SDSS	This work
J1641+43	16:41:26.91	43:21:21.59	0.2214	18.60	SDSS	This work

Fonte: Rose et al. (2015a)

Outra forma de destacar características que distinguem esse grupo de galáxias CLiF de outras galáxias Seyfert típicas é a posição desse grupo dentro do diagrama BPT. Esse diagrama leva as iniciais de Baldwin, Philips e Terlevich (BALDWIN et al., 1981) e é utilizado como diagnóstico para distinguir AGNs de regiões H II por meio da razão das linhas: [O III] λ5007/Hβ, [N II] λ6583/Hα, e [S II] λ6716, λ6731/Hα. A posição das CLiFs no diagrama BPT pode ser vista na Figura 1.13.

Utilizando o código de fotoionização CLOUDY (FERLAND et al., 1998), Rose et al. (2015a), por meio dos fluxos das linhas de emissão dos espectros, identificaram valores de parâmetro de ionização (U) e densidade eletrônica (n_h) da região que produz as linhas coronais para uma amostra de sete galáxias. Estes autores utilizaram a expressão:

$$R_{CLiF} = \left(\frac{L_{ION}}{4\pi U n_h c \langle h\nu \rangle} \right)^{1/2}, \tag{1.6}$$

sendo L_{ION} a luminosidade ionizante, $\langle h\nu \rangle$ a energia média do fóton e c a velocidade da luz no vácuo. Rose et al. (2015a) inferiram o valor de R_{CLiF}, que é a distância da fonte central à nuvem. O resultado obtido para cada uma dessas galáxias foi

Figura 1.11 - a) Uma vista em corte do modelo cilíndrico; b) Um desenho 3D do modelo. A altura do toróide obscurecedor é indicado por h, r é o raio do disco e D é a espessa região que supostamente promove a emissão CLiF.

Fonte: Glidden et al. (2016)

Figura 1.12 - A figura mostra os dois ângulos críticos para observar a parede interna do Toróide. a) representa um AGN do tipo II; b) representa um AGN do tipo I.

Fonte: Glidden et al. (2016)

comparado com o raio de sublimação da poeira (Figura 1.14), indicando que as duas regiões são consistentes e que a emissão CLiF está intimamente ligada à região da parede interna do Toróide.

Figura 1.13 - A posição das CLiF AGNs no diagrama BPT

Fonte: Rose et al. (2015a)

Como mencionado anteriormente, a relação FWHM vs IPs das linhas de emissão observadas no espectro de AGNs possui certas controvérsias. Foi inicialmente proposto na década de 80 que existia uma correlação positiva entre esses dois parâmetros, indicando que a emissão coronal estava relacionada a uma região entre a BLR e a NLR (ROBERTIS; OSTERBROCK, 1984). Posteriormente, quando linhas de mais alto IP foram identificadas, essa correlação passou a não ser válida para IPs maiores que 300 ev, indicando que a emissão coronal pode ser produzida em duas regiões distintas, na região prevista anteriormente e em outra mais estendida (RODRÍGUEZ-ARDILA et al., 2011). Porém, o que foi observado por Rose et al. (2015a), nas CLiFs AGNs, são valores de FWHM próximos entre FLILs e FHILs (Figura 1.15), sugerindo um vínculo entre a cinemática das regiões associadas a essas emissões, indicando uma propriedade incomum em comparação com AGNs típicos.

Figura 1.14 - A relação entre o raio de sublimação da poeira e o raio da região CLiF. A linha preta tracejada representa a posição em que os dois raios coincidem.

Fonte: Rose et al. (2015a)

Figura 1.15 - FWHM vs IP para CLiF AGNs (círculos vermelhos). Indicados em azul estão os pontos que apresentam um FWHM muito maior do que a média de todas as linhas de emissão. A FWHM média está representada pelas linhas tracejadas. O limite de IP = 54.4 eV está indicado pelas linhas pontilhadas.

Fonte: Rose et al. (2015a)

Outra característica espectral peculiar identificada por Rose et al. (2015a) nas CLiFs AGNs é o valor elevado da razão Hα/Hβ, que para todas as medidas é superior às condições do caso B para baixas densidades. Eles interpretaram esse resultado como devido à densidades elevadas. O caso B é uma aproximação que representa um meio opticamente espesso onde todas as linhas de emissão de Lyman são reabsorvidas por outros átomos. Para densidades eletrônicas baixas (10^2-10^4 cm^{-3}) e uma temperatura de 10000 K o valor limite de Hα/Hβ para o caso B é de 2,9 (OSTERBROCK; FERLAND, 2006). Os valores obtidos por Rose et al. (2015a) estão entre 3,83-6,57 (levando em consideração os limites das barras de erro). Os autores sugerem que parte da elevação da emissão de Hα é produzida na região CLiF. As densidades obtidas modelando essa região por meio do código CLOUDY estão na faixa de $10^6 - 10^{7,5}$cm^{-3}, o que é muito maior do que o esperado para a NLR ($< 10^{4,5}$cm^{-3}) e o gás emissor das FHILs ($10^{4,5}$–$10^{6,5}$cm^{-3}).

1.8 Motivações

O primeiro capítulo desse trabalho, até então, apresentou uma breve introdução sobre o que são AGNs, como classificá-los e o modelo utilizado para descrever esses objetos. A partir desse ponto, foram explanadas as primeiras considerações e estudos mais atuais sobre como são interpretados os mecanismos de produção de linhas coronais no espectro de AGNs, e a região associada a essa emissão. É possível concluir que, apesar dos resultados mais recentes indicarem algumas possíveis respostas sobre esse assunto, não há um grande consenso na literatura, sendo assim, um tema controverso. Por último, foi descrito um grupo de AGNs, denotados como CLiF AGNs, que no espectro óptico apresentam características notáveis, fortes emissões coronais com um grande número de CLs. Derivado dessa nova classificação, uma outra hipótese é sugerida: Será a emissão coronal proveniente da parede interna do toróide de gás e poeira?

Uma observação sobre a análise feita por Rose et al. (2015a) merece destaque: Os dados utilizados pelos autores são espectros do SDSS. O diâmetro da fibra ótica do espectrógrafo desse telescópio possui 3 segundos de arco. Escolhendo uma das CLiF AGNs, por exemplo, a MRK 1388, a distância aproximada dela com relação a nossa galáxia é de 91,5 Mpc. O tamanho da NLR é de 50-100 pc (NETZER, 2013). Utilizando a margem superior, adotando a distância da MRK 1388, o diâmetro angular resultante é de $\approx$ 0,22 segundos de arco. Ou seja, para essa situação, a fibra óptica do SDSS cobre $\approx$ 1,3 kpc dessa galáxia. Os dados utilizados na análise das CLiFs possuem não só a contribuição do AGN, mas também da galáxia hospedeira.

O fato de existir a presença da contribuição da galáxia hospedeira no espectro das CLiF AGNs nessa primeira análise, implica que o alto valor da razão Hα/Hβ possa ter a influência da população estelar. É possível que a presença estelar nesses espectros esteja decrementando Hβ e incrementando Hα. A Figura 1.16 possui um exemplo de espectro de população estelar onde há absorção e emissão de Hβ e o mesmo para Hα. Uma outra consideração sobre os espectros SDSS é a baixa resolução espectral (poder de resolução entre 1800 a 2200). É possível que a semelhança entre as FHWM observadas nas FHILs e FLILs nos espectros das CLiFs AGNs seja por limitação instrumental, e não por questões que envolvam a física do meio emissor.

Figura 1.16 - Partes do espectro óptico do superaglomerado estelar F (SSC F) localizado na galáxia M82. O fluxo está em unidades de 10^{-15} ergs s^{-1} cm^{-2} Å^{-1}

Fonte: Gallagher e Smith (1999)

Em vista deste panorama, surgem pertinentes perguntas que motivam a elaboração deste trabalho:

- Removendo a contribuição da galáxia hospedeira dos espectros SDSS das CLiFs, os resultados serão favoráveis à afirmação de que a região das emissões coronais está associada a uma região de alta densidade?
- As CLiFs AGNs possuem também um alto número de intensas CLs no NIR?
- Qual outro método poderia ser utilizado para determinar se a emissão

coronal está associada à parede interna do toróide de gás e poeira?

- A emissão das CLs no espectro óptico é produzida na mesma região das CLs observadas no NIR?
- Existe uma correlação entre IP e FWHM nas linhas de emissão no espectro do NIR para esse grupo de galáxias?
- Será que utilizando instrumentos com maior poder de resolução as semelhanças entre a FWHM das FHILs e FLILs nas CLiF AGNs continuarão ocorrendo?

1.9 Objetivos

O objetivo geral deste trabalho é compreender melhor a região e as condições (cinemática, densidade, parâmetro de ionização) do gás responsável pela emissão coronal nas CLiFs AGNs. Para isso, os objetivos específicos são:

- Remover a contribuição da população estelar dos espectros para um grupo de CLiF AGNs no óptico e no NIR. Em particular, no infravermelho, incluir no ajuste do contínuo componentes de corpo negro para determinar a possível influência de poeira quente.
- Medir o fluxo e largura das linhas para determinar as condições físicas (avermelhamento, ionização) e cinemáticas do gás.
- Ajustar a distribuição espectral de energia a modelos de Toróide de gás e poeira.

Sobre a divisão deste trabalho, no Capítulo 2 descrevemos a amostra e os dados disponíveis para o presente estudo. No Capítulo 3 é descrita a metodologia, os *software* e técnicas utilizados para obter informações sobre o material exposto no Capítulo 2. No Capítulo 4 são expostas as medidas dos fluxos das linhas e as informações derivadas deste processo. No Capítulo 5 são apresentados os resultados referentes às medidas de cinemática das linhas, diagnósticos de razões de linhas e a análise da distribuição espectral de energia. E por último seguem as conclusões obtidas por este trabalho. É importante destacar que analisar o espectro deste grupo de CLiF AGNs no NIR é algo inédito, assim também como a análise da distribuição espectral de energia para este grupo.

2 DADOS SELECIONADOS

É de interesse deste trabalho estudar as condições físicas que produzem o inusual número e intensidade de linhas coronais observadas nos espectros ópticos das galáxias CLiFs. Para essa análise serão utilizados espectros no óptico ($3800 \leq \lambda \leq 7500$ Å), refazendo a análise de Rose et al. (2015a), mas removendo a contribuição da população estelar. Serão analisados também, de forma inédita, espectros no NIR ($7800 \leq \lambda \leq 25000$ Å), para verificar se apresentam também nessa faixa espectral características peculiares e obter mais informações sobre a emissão coronal, visto que o NIR concentra uma maior variedade de espécies altamente ionizadas em relação ao óptico. Pretendemos também ajustar a SED a um modelo de Toróide de gás de poeira, buscando identificar a sua orientação com relação ao observador. A Tabela 2.1 identifica o grupo de galáxias CLiFs selecionadas e os telescópios utilizados para obter os dados.

Tabela 2.1 - Galáxias selecionadas para serem analisadas neste trabalho

Galáxia	**Redshift (z)**	**Classificação**	**Telescópio utilizado**	
			Óptico	**NIR**
SDSS J164126.91+432121.5	0,2210	Seyfert 1	SDSS	GEMINI
III Zw 77	0,0342	Seyfert 1	SDSS	IRTF
SDSS J124134.25+442639.2	0,0420	Seyfert 2	SDSS	
MRK 1388	0,0213	Seyfert 1	SDSS	IRTF
ESO138-G001	0,0091	Seyfert 2	SOAR	BLANCO
NGC 424	0,0118	Seyfert 1	SOAR	BLANCO
2MASX J113111.05+162739	0,1740	Seyfert 1		GEMINI

Os espectros que foram extraídos a partir do SDSS são parte do *release* 7, já reduzidos. O SDSS foi criado para produzir o mais detalhado mapa tridimensional do universo já feito, com o objetivo de cobrir um terço do céu e obter o espectro de mais de três milhões de objetos astronômicos. Até esse *release* o único telescópio utilizado possui um espelho primário de 2,5 metros e está situado no *Apache Point Observatory*, Novo México, Estados Unidos. Os espectros cobrem a faixa de 3800 a 9200 Å com resolução de 1800 a 2200. Os espectros com as linhas identificadas por Rose et al. (2015a), do grupo de galáxias obtidos pelo SDSS, estão expostos nas figuras 2.1 a 2.4.

Figura 2.1 - Espectro óptico SDSS para a galáxia III Zw 77. As principais linhas estão identificadas com o íon correspondente. As marcas em vermelho são linhas coronais.

Fonte: Rose et al. (2015a)

Figura 2.2 - Igual a Figura 2.1 para a galáxia MRK 1388

Fonte: Rose et al. (2015a)

Figura 2.3 - Igual a Figura 2.1 para a galáxia SDSS J124134.25+442639.2

Fonte: Rose et al. (2015a)

Figura 2.4 - Igual a Figura 2.1 para a galáxia SDSS J164126.91+432121.5

Fonte: Rose et al. (2015a)

O telescópio SOAR (*Southern Astrophysical Research Telescope*) tem abertura de 4,2 metros. Está situado em Cerro Pachón. O espectrógrafo utilizado foi o GTHS (do inglês *Goodman High Throughput Spectrograph*, ou traduzindo, espectrógrafo de alto rendimento Goodman), que opera com maior eficiência na faixa de 3200 - 8500 Å. A rede de difração utilizada nessas observações é de 400 linhas/mm. Nesta configuração esse instrumento possui resolução máxima de 1850. Os espectros com a identificação das linhas do grupo de galáxias obtidos pelo SOAR estão expostos nas figuras 2.5 e 2.6. Os espectros coletados neste telescópio foram reduzidos seguindo o procedimento padrão IRAF que inclui subtração do bias, divisão pelo flat field normalizado à unidade, retificação do espectro e calibração em comprimento de onda utilizando lâmpadas de HgAr, extração do espectro e calibração em fluxo usando estrelas padrão de Stone-Baldwin (LANDOLT, 1992). A redução foi realizada por Fabio Pinto Rodrigues e Alberto Rodríguez Ardila.

O telescópio Víctor M. Blanco, comumente chamado de Blanco 4m, possui uma abertura de 4m e está localizado no observatório Interamericano de Cerro Tololo, Chile. O instrumento utilizado para a obtenção dos espectros foi o ARCoIRIS. Ele possui resolução de 3500 e cobre a faixa de 0,8 a 2,4 microns. Os espectros com a identificação das linhas do grupo de galáxias obtidos pelo Blanco, estão expostos

nas figuras 2.7 e 2.8. Os dados do ARCOiRIS foram reduzidos utilizando a pipeline própria do instrumento, consistente em um grupo de rotinas em IDL. A primeira rotina utilizada é a xspextool, a qual subtrai pares de dados coletados em duas posições A e B ao longo da fenda, combina e normaliza as exposições de *flat-field* para criar um *Master Flat*, divide as imagens A-B pelo *Master flat*, combina as imagens individuais, retifica o espectro, calibra em comprimento de onda e realiza a extração 1D do espectro integrado. Já a rotina xtellcorr realiza a calibração em fluxo e remoção das bandas telúricas dos espectros obtidos no passo anterior e, por fim, a rotina xmergeorders junta os espectros de cada ordem em um único espectro 1D cobrindo as bandas z, J, H e K. Os dados foram reduzidos previamente por Alberto Rodríguez Ardila.

O telescópio NASA *Infrared Telescope Facility* (NASA IRTF) está localizado no Observatório em Mauna Kea no Havaí, Estados Unidos. Possui uma cobertura espectral na faixa de 0,8 μm a 2,5 μm. O espectrógrafo utilizado foi o SpeX, que possui resolução espectral entre 1000 a 2000, e possui uma cobertura em comprimentos de onda de 0.8 μm a 5.4 μm. Os espectros com a identificação das linhas do grupo de galáxias obtidos pelo IRTF, estão expostos nas figuras 2.9 e 2.10. Os dados do IRTF foram reduzidos utilizando as mesmas rotinas descritas para o ARCOiRIS, adaptadas ao SpeX. Esse procedimento foi realizado por Alberto Rodríguez Ardila.

O telescópio Gemini Norte possui 8.1 metros de diâmetro, está localizado no vulcão adormecido Mauna Kea, a 4.220 m de altitude, no Havaí, Estados Unidos. O espectrógrafo utilizado foi o GNIRS (*Gemini Near-Infrared Spectrograph*) no modo de dispersão cruzada. Nesse modo, o instrumento opera na faixa de comprimento de onda de 0.9 μm a 2.5 μm com resolução de aproximadamente 1700. A redução foi realizada utilizando o software XD_Palomar, baseado em Python. O procedimento segue basicamente os passos descritos para o ARCOiRiS. Alberto Rodríguez Ardila realizou esse previamente esta tarefa. O espectro com a identificação das linhas obtido pelo Gemini, está exposto na Figura 2.11.

Figura 2.5 - Espectro no óptico, telescópio SOAR, galáxia ESO138-G001

Figura 2.6 - Igual a Figura 2.10 para a galáxia NGC 424

Figura 2.7 - Espectro no NIR, telescópio Blanco, galáxia ESO138-G001

Figura 2.8 - Igual a Figura 2.5 para a galáxia NGC 424

Figura 2.9 - Espectro no NIR, telescópio IRTF, galáxia III Zw 77

Figura 2.10 - Igual a Figura 2.7 para a galáxia MRK 1388

Figura 2.11 - Espectro no NIR, telescópio Gemini, galáxia SDSS J164126.91+432121.5

Para parte da análise feita para esse trabalho foi necessário utilizar pontos fotométricos na região do infravermelho médio (MIR, do inglês *Middle Infrared*) e infravermelho distante (FIR, do inglês *Far Infrared*) para ter uma larga faixa no infravermelho para cobrir a emissão da poeira quente no AGN. Para as galáxias NGC 424 e ESO138-G001 esses pontos foram retirados da emissão do contínuo dos espectros obtidos pelos dados públicos do *Spitzer Heritage Archive* e reduzidos pelo *software* SPICE (do inglês *Spitzer IRS Custom Extraction*), sendo o instrumento utilizado para as observações o IRS (do inglês *InfraRed Spectrograph*) do telescópio espacial Spitzer. Para a ESO138-G001 e a NGC 424, na faixa de 14-38 μm foram utilizadas fendas de 168" de comprimento por 10,7" de largura, e para a faixa e 7,4-14,5 μm fendas de 57" de comprimento e 3,7" de largura. O espectro da ESO138-G001 está representado na Figura 2.12 com a identificação das linhas de emissão observadas.

Figura 2.12 - Espectro da ESO138-G001 no MIR e FIR

Por se tratar de fendas grandes que cobrem não só o AGN, mas também a galáxia hospedeira, para a NGC 424 foi possível separar de uma forma melhor a região central do resto da galáxia por conta do método que ela foi observada. A galáxia

foi mapeada por um conjunto de fendas (representadas por retângulos vermelhos na Figura 2.13), sendo assim, subtraindo a densidade de fluxo da fenda que abrange a região central e galáxia hospedeira, pela fenda que não passa pelo centro, possibilita obter uma densidade de fluxo mais fidedigna ao que a região central representa. Na Figura 2.13, o quadro A identifica em azul a fenda de 57" por 3,7" usada para extrair o espectro da região central. O quadro B, também em azul, uma fenda de mesma dimensão, porém está em uma posição que não cobre o centro. Os quadros C e D, da mesma forma, em azul está representada a fenda que cobre o centro e a que não cobre, respectivamente, mas com dimensões de 168" por 10,7". Sendo assim, subtraindo a densidade de fluxo da fenda em destaque no quadro A pela do quadro B, e do quadro C pela do quadro D, foi obtido um espectro que representa melhor a região central da NGC 424 (Figura 2.14). Para todos os quadros A, B, C e D da Figura 2.13, também é indicado na cor azul a região de céu utilizada para subtrair o *background* dos espectros.

Figura 2.13 - Posição das fendas na extração do espectro da NGC 424

Figura 2.14 - Espectro da NGC 424 no MIR e FIR

Para as galáxias 2MASX J113111.05+162739, SDSS J164126.91+432121.5, III Zw 77 e MKR 1388 foram utilizados pontos fotométricos do banco de dados do catálogo VizieR dos telescópios espaciais WISE e AKARI. A fonte de cada observação e os fluxos estão expostos nas tabelas 2.2, 2.3, 2.4 e 2.5.

Tabela 2.2 - Pontos fotométrico para a 2MASX J113111.05+162739

Comp. Onda (μm)	Fluxo (Jy)	Incerteza (Jy)	Origem:Filtro
3,35	0,00328	0,00007	WISE:W1
4,60	0,00611	0,00012	WISE:W2
11,56	0,01940	0,00030	WISE:W3
22,09	0,04050	0,00180	WISE:W4

Tabela 2.3 - Pontos fotométrico para a SDSS J164126.91+432121.5

Comp. Onda (μm)	Fluxo (Jy)	Incerteza (Jy)	Origem:Filtro
22,09	0,04820	0,00160	WISE:W4
11,56	0,01400	0,00030	WISE:W3
4,60	0,00371	0,00007	WISE:W2
3,35	0,00208	0,00004	WISE:W1

Tabela 2.4 - Pontos fotométrico para a III Zw 77

Comp. Onda (μm)	Fluxo (Jy)	Incerteza (Jy)	Origem:Filtro
22,09	0,1140	0,0030	WISE:W4
11,56	0,0498	0,0007	WISE:W3
4,60	0,0174	0,0003	WISE:W2
3,35	0,0123	0,0002	WISE:W1

Tabela 2.5 - Pontos fotométrico para a MRK 1388

Comp. Onda (μm)	Fluxo (Jy)	Incerteza (Jy)	Origem:Filtro
22,09	0,2280	0,0040	WISE:W4
18,39	0,1220	0,0520	AKARI:L18W
11,56	0,0898	0,0012	WISE:W3
8,61	0,0558	0,0093	AKARI:S9W
4,60	0,0228	0,0004	WISE:W2
3,35	0,0145	0,0003	WISE:W1

Sumarizando todos as fontes de informações para o desenvolvimento deste trabalho, temos como base espectros no óptico e espectros no NIR (onde essa amostra de CLiF AGNs não possui nenhum estudo publicado até o recente momento). E para construir a distribuição espectral de energia, pontos fotométricos e do contínuo de dois espectros no MIR e FIR.

3 METODOLOGIA

Como já mencionado no Capítulo 1, um dos objetivos deste trabalho é analisar os espectros de AGNs classificados como CLiFs no óptico e no NIR. Porém, para realizar essa análise, é necessário remover a contribuição da população estelar da galáxia hospedeira nesses espectros. Para isso foi utilizado o software desenvolvido por Cappellari e Emsellem (2004) e atualizado por Cappellari (2017). Este software utiliza o método conhecido como *Penalized Pixel-Fitting* (pPXF).

Para a manipulação dos espectros da análise e dos templates usados para o pPXF, serão utilizadas rotinas desenvolvidas em Python 2.7, destacando os pacotes pyraf e astropy. Após a remoção da contribuição da galáxia hospedeira nos espectros das CLiFs, é necessário mensurar o fluxo das linhas. A maneira com a qual o fluxo das linhas foi mensurado é através do software LINER.

Um recurso que possibilita testar a hipótese de que as linhas coronais são produzidas pela parede interna do toróide são os modelos CLUMPY (NENKOVA et al., 2008a; NENKOVA et al., 2008b; NENKOVA et al., 2002). Essa abordagem permite modelar o toróide de gás e poeira e a sua assinatura na distribuição espectral de energia do AGN no infravermelho e inferir propriedades dessa estrutura tal como o ângulo de visada do observador. Esse parâmetro é fundamental para confirmar se a emissão coronal se origina em uma determinada faixa de orientação entre o observador e o toróide. Com esse intuito, os espectros no óptico e NIR das galáxias, assim como dados de literatura no infravermelho médio e distantes, foram utilizados.

A partir dos métodos citados, foi possível aprimorar o entendimento sobre os mecanismos de emissão e a região de formação das linhas de alta ionização nas CLiFs AGNs. Nesse capítulo será descrito o princípio dos métodos e modelos utilizados para obter essa nova compreensão.

3.1 O Penalized Pixel-Fitting (pPXF)

A estimação de verossimilhança máxima penalizada utilizada na lógica do software de Cappellari (2017), tem como princípio a procura pelo melhor ajuste espectral combinando espectros estelares a partir de uma biblioteca de modelos de estrelas. Por meio dos dados observacionais e dos modelos, é realizada uma convolução com gaussianas, a fim de reproduzir suas características cinemáticas. O código encontra a combinação de espectros individuais estelares que possua o menor valor de χ^2. Este último parâmetro mede a concordância entre o modelo e o espectro da galáxia

$G(x)$, que é dado pela seguinte expressão:

$$\chi^2 = \sum_{n=1}^{N} r_n^2, \tag{3.1}$$

onde r_n é o resíduo, dado pela expressão:

$$r_n = \frac{G_{mod}(\chi_n) - G(\chi_n)}{\Delta G(\chi_n)}, \tag{3.2}$$

sendo G_{mod} o espectro do modelo, G o espectro da galáxia fornecida pelo usuário e ΔG a medida do erro de G.

Sendo assim, o software busca o modelo que ao se sobrepor ao espectro da galáxia gera o menor resíduo. A parametrização para esse modelo é dada pela seguinte expressão:

$$\begin{aligned} G_{mod}(x) = \sum_{n=1}^{N} w_n \left\{ \left[T_{n(x)} * L_n(cx)) \right] \sum_{k=1}^{k} a_k P_k(x) \right\} \\ + \sum_{l=0}^{L} b_l P_l(x) + \sum_{j=1}^{J} c_j S_j, \end{aligned} \tag{3.3}$$

sendo L_n a distribuição de velocidades das estrelas em uma galáxia, ao longo da linha de visada, que pode ser diferente para os N templates (LOSVDs, do inglês *line-of-sight velocity distribution*), P_k e P_l polinômios ortogonais multiplicativos ou aditivos, respectivamente (do tipo Legendre ou séries de Fourier truncadas), e S_j o espectro do céu, T_n os espectros estelares, c a velocidade da luz, x o logaritmo natural dos comprimentos de onda. A Figura 3.1 expõe um ajuste com o pPXF para o espectro óptico (SDSS) da galáxia III Zw 77.

Figura 3.1 - Exemplo de ajuste com o pPXF. Em vermelho está o ajuste, em preto o espectro observado e em verde são os resíduos. Em cruzes azuis representam os pixels rejeitados do ajuste.

Fonte: Onodera et al. (2010)

Existe uma liberdade considerável na escolha dos modelos dependendo da aplicação específica. Os modelos podem consistir em combinações de (i) dados estelares empíricos ou sintéticos, (ii) modelos de população estelar com parâmetros específicos, (iii) componentes principais derivados a partir de uma biblioteca de espectros, (iv) soma ponderada de diferentes estrelas, (v) linhas de emissão de gás ou (vi) espectros de céu. A segunda opção é mais apropriada para utilizar o pPXF para reproduzir o contínuo de origem estelar (CAPPELLARI, 2017). Nesse trabalho foi utilizado a opção (II) utilizando os modelos de síntese de população estelar de Bruzual e Charlot (2003) para os espectros no óptico. Para os espectros no infravermelho foi utilizado a opção (I) com a biblioteca de espectros estelares do IRTF (2009) somada a uma biblioteca de corpo negro representando a influência espectral da poeira quente.

3.1.1 Os modelos de população estelar no óptico

Os *templates* que serão utilizados para gerar os ajustes do pPXF nos espectros ópticos são os de Bruzual e Charlot (2003). Essa biblioteca de população estelar

foi gerada computando a evolução espectral de populações estelares de diferentes metalicidades e idades. As idades variam entre 1×10^5 a 2×10^{10} anos com resolução de 3 Å sobre a faixa de comprimentos de onda de 3200 Å a 9500 Å (correspondendo a um poder de resolução médio de $\lambda/\Delta\lambda \approx 2000$). Esse modelo de população estelar utiliza como base uma biblioteca de espectros estelares observados (BORGNE et al., 2003).

Para a utilização do pPXF, é necessário considerar que os modelos de Bruzual e Charlot (2003) são fornecidos no formato ASCII. Portando, conforme as configurações de entrada do *software*, é necessário converte-los para o formato FITS (Sistema de transporte flexível de imagens, do inglês *Flexible Image Transport System*) e tornar a binagem constante. Para isso foram criadas rotinas em Python utilizando essencialmente o pacote Pyraf.

3.1.2 Os modelos estelares e de corpo negro no NIR

Foram utilizados dois tipos de *templates* para o ajuste dos espectros com o pPXF no NIR, um estelar, utilizando a biblioteca espectral estelar do IRTF, outro de corpo negro, gerados por meio do pacote noao.artdata do IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*). A biblioteca do IRTF é composta por 296 espectros na faixa de comprimento de onda de 0,8 a 5,0 mícrons, com um poder de resolução para a maior parte dos espectros de aproximadamente 2000. O espectrógrafo utilizado no NASA IRTF (Mauna Kea, Havaí) para obter os modelos é o SpeX.

O SpeX é um espectrógrafo de dispersão cruzada que cobre a faixa de 0,8 a 5,4 mícrons. As observações cobrem principalmente estrelas com metalicidade solar e frias, com tipos espectrais F, G, K e M, e classes luminosas entre I e V. Mas também inclui estrelas AGB (ramo gigante assimptótico, do inglês Asymptotic Giant Branch), estrelas de carbono, do tipo S, anãs do tipo L e T.

Para utilizar a biblioteca do IRTF como arquivos de base para o ajuste do pPXF é necessário converter o fluxo de W m^{-2} μm^{-1} para ergs s^{-1} cm^{-2} $Å^{-1}$, e o comprimento de onda de μm para Å, deixar a binagem constante, e por fim, converter para FITS. Da mesma forma que as manipulações dos modelos de Bruzual e Charlot (2003) foram feitas, para essa finalidade também foram utilizadas rotinas em Python.

Aceitando o modelo unificado para descrever a natureza dos AGNs, a presença do toróide de gás e poeira passa a ter uma grande representatividade no espectro no

NIR. A poeira absorve uma fração do contínuo óptico/ultravioleta da fonte central e irradia de volta em comprimentos de onda maiores, no infravermelho. Evidências observacionais corroboram modelos que descrevem o contínuo entre 1 a 10 μm como sendo predominantemente ou inteiramente dominado pela poeira quente (EDELSON; MALKAN, 1986; BARVAINIS, 1987; ALONSO-HERRERO et al., 2003). A análise de Rieke e Lebofsky (1981), utilizando modelos gerados a partir de espectros com grande abertura (aproximadamente 8"), concluiu que a emissão no NIR é dominada por radiação térmica produzida por poeira quente com temperatura entre 1300 - 1500 K. Rodriguez-Ardila e Mazzalay (2006) confirmam a possibilidade de ajustar a emissão da poeira no contínuo do espectro do AGN Seyfert 1 Mrk 1239 a uma simples função de corpo negro à temperatura de 1200 K. Isso é próximo da temperatura limite do ajuste ($\sim$ 1500 K), que é determinada pela temperatura de sublimação da poeira. Utilizando a Mrk 1239 como parâmetro, é possível verificar que a maior influência da emissão por poeira quente, próxima a temperatura de sublimação, ocorre em $\sim$ 1 μm, onde a emissão se inicia, e 2,2 μm, onde a emissão possui um pico.

Para as CLiF AGNs, Rose et al. (2015a), Rose et al. (2015b) e Glidden et al. (2016) propõem que a floresta de linhas coronais no espectro óptico desses objetos é promovida por estarem sendo observados em um ângulo que privilegia a vista da parede interna do toróide de gás e poeira. Sendo assim, é esperado encontrar no espectro desses objetos a presença da emissão de poeira a altas temperaturas (próximo de 1500 K). Desta forma, para ajustar o contínuo dos espectros no NIR, além dos *templates* de população estelar foram utilizados *templates* de corpos negros à temperaturas de 700 K, 1000 K, 1300 K e 1500 K gerados pela rotina mk1dspec do pacote noao.artdata do IRAF. A emissão de poeira a essa temperatura é mais significativa no NIR e esperada para a região mais interna do toróide de gás e poeira. O modelo para a poeira passa a ser não só de uma única temperatura, mas da possível contribuição, com determinados pesos, de temperaturas combinadas.

3.1.3 Obtendo σ com o pPXF para calcular a massa do SMBH

Anteriormente foi descrito como o *software* pPXF ajusta os *templates* de população estelar ou estelares ao espectro observado. Sobre a forma como o código obtém características cinemáticas das componentes que se deseja ajustar (para esse trabalho, todas as linhas de emissão das CLiF AGNs foram mascaradas, o gás que as emite não entra no ajuste, a componente de interesse para ser ajustada é unicamente a de população estelar da galáxia hospedeira), é necessário entender a sequência do algoritmo.

Para obter a distribuição de velocidade sobre a linha de visada (LOSVD, do inglês *Line-of-Sight Velocity Distribution*) parametrizada como uma série de Gauss-Hermite, o código PpXF (CAPPELLARI; EMSELLEM, 2004) segue os seguintes passos:

- Primeiro: Inicia com uma estimativa inicial para os parâmetros velocidade da galáxia com respeito à linha de visada (V) e velocidade de dispersão estelar (σ), enquanto os parâmetros de Gauss-Hermite são inicialmente h_3, ..., $h_M = 0$.

- Segundo: O código atribui valores para os parâmetros livres da Equação 3.3.

- Terceiro: Computa os resíduos r_n do ajuste usando a Equação 3.2.

- Quarto: Perturba os resíduos para obter $r_n^{'}$ usando a expressão:

$$r_n^{'} = r_n + \lambda \sigma_{(r)} \mathcal{D} \tag{3.4}$$

  onde λ é uma constante, $\sigma_{(r)}$ é a raiz da variância dos resíduos e $\mathcal{D}$ é a raiz das somas quadráticas dos parâmetros de Gauss-Hermite.

- Quinto: Alimenta com os resíduos perturbados $r_n^{'}$ uma rotina de otimização de mínimos quadrados não linear e itera com o segundo passo para obter os melhores valores para os parâmetros cinemáticos e de Gauss-Hermite (V, σ, h_3, ..., h_M).

Uma das formas de obter σ é pelo alargamento de absorções de origem estelar. Existem duas assinaturas mais expressivas de população estelar, que devem ao menos individualmente, estar presentes no ajuste do pPXF para obter corretamente os valores de σ. Uma delas são as absorções do tripleto de cálcio, localizadas em 8498 Å, 8542 Å e 8662 Å. A outra assinatura são as absorções de CO no NIR nas bandas H e K. Riffel et al. (2014), com uma amostra de 48 galáxias, obtiveram que o valor de σ obtido pelas absorções de CO (σ_{CO}) tendem a ser menores do que os obtidos pelo tripleto do cálcio (σ_{CaT}) com uma diferença média de σ_{CO} - σ_{CaT} = -19.2 $\pm$ 5.6 km s^{-1}. O argumento utilizado pelos autores é que a influência dos mecanismos centrais das galáxias Seyfert, com o excesso da emissão de poeira quente na banda K, dilui a profundidade das absorções de CO de origem estelar. Desta forma, para obter um valor mais fidedigno de σ é interessante comparar σ_{CO} e σ_{CaT}, obtidos pelo pPXF,

e verificar se é identificada essa mesma diferença nas amostras selecionas para este trabalho.

Em galáxias próximas (z < 1) existe uma aparente correlação entre massa do SMBH e σ. Inicialmente essa relação M-*sigma* foi identificada por Gebhardt et al. (2000) como sendo: $M_{SMBH} \propto \sigma^{3,75}$. Ou ainda, no mesmo ano de publicação, como sendo: $M_{SMBH} \propto \sigma^{4.8}$ (FERRARESE; MERRITT, 2000). Nesse trabalho, para identificar M_{SMBH} a partir do σ obtido pelo ajuste de população estelar do pPXF, é utilizada a relação proposta por Tremaine et al. (2002) na forma:

$$M_{SMBH} = 1,349 \times 10^8 M_\odot \left(\frac{\sigma}{200\ kms^{-1}}\right)^{4,02} \tag{3.5}$$

Mais recentemente, Cann et al. (2018) propuseram que existe uma relação entre a massa do SMBH e a intensidade de razões entre linhas coronais. Por meio de modelos de fotoionização concluem que linhas como [Si XI], [Si IX] e [Fe XIII] são mais intensas para massas de SMBH menores ($< 10^6$ $M_\odot$). Sendo assim, é de interesse desse trabalho também averiguar se existe uma correlação entre a massa do SMBH e o número de linhas coronais.

3.2 O LINER

Depois de realizado o ajuste com o pPXF, identificado a contribuição estelar e de poeira no NIR, é feita a subtração desse contínuo. O espectro resultante deve apresentar apenas linhas em emissão produzidas pelo gás da galáxia que está sendo estudada. Um método para medir os fluxos das linhas é por meio do ajuste de gaussianas ao perfil da linha observada, procedimento que pode ser realizado através da rotina LINER (POGGE; OWEN, 1993).

O *software* utilizado foi o LINER versão 2.2.23, lançado em 26 de outubro de 2006. Com ele é possível, indicando medidas aproximadas da largura e do centro das linhas, medir o fluxo das mesmas através do ajuste de curvas gaussianas. A Figura 3.2 mostra o ajuste realizado às linhas de He II, Hβ e [O III] observadas no espectro da galáxia III ZW 77.

O *software* também permite estabelecer vínculos entre linhas, de tal forma que para as linhas de [NII], localizadas em 6549 Å e 6585 Å, foram vinculadas razões entre os fluxos λ 6549/λ 6585 de 0,333. Para as linhas de [OIII], localizadas em 4960 Å e

Figura 3.2 - Ajustes por curvas gaussianas realizado usando o LINER para as linhas no intervalo de comprimentos de onda no óptico entre 4600 – 5100 Å para a galáxia III ZW 77. O espectro observado é representado pelo traço preto, o ajuste em vermelho, as curvas gaussianas do ajuste em violeta e o resíduo da subtração do ajuste está em verde.

5008 Å, a razão entre os fluxos $\lambda 4960/\lambda 5008$ estabelecida é igual a 0,341.

É possível notar na Figura 3.2, a presença de uma componente larga na linha de Hβ associada a BLR. Nessa situação é necessário acrescentar um número maior de curvas gaussianas para conseguir um melhor ajuste ao perfil observado.

Existem certas condições sobre como configurar os espectros para a utilização do *software*. Os dados que compõem o espectro devem estar no formato ASCII. Outra condição é que, para esses espectros, a binagem deve ser constante.

3.3 Extinção da emissão do gás

Comparações entre a emissão de linhas coronais nas CLiF AGNs e AGNs que não apresentam floresta de linhas coronais podem ser determinadas a partir de diagnósticos de razões de linhas. Entretanto, para obter valores consistentes, é necessário corrigir o espectro por avermelhamento. Quando a luz emitida pelo gás passa por uma região de grãos de poeira, parte da intensidade luz é perdida pela absorção

e espalhamento de fótons por esses grãos. Esse efeito possui maior influência para comprimento de ondas menores, parecendo então que a região vermelha possuiu um excesso com relação a azul. Sendo assim, o espectro sofre um avermelhamento.

A extinção, para este trabalho, foi determinada por meio de comparações entre razões de linhas preditas e observadas, assumindo a lei de extinção de Cardelli et al. (1989) para R_V = 3,1, sendo R_V a razão A(V)/E(B-V), onde A(V) é a extinção total em magnitude no filtro V e E(B-V) é a diferença da subtração em magnitude do filtro B menos V observado pelo intrínseco (teórico). A lei é definida como:

$$\left\langle \frac{A(\lambda)}{A(V)} \right\rangle = a(x) + \frac{b(x)}{R_V}, \tag{3.6}$$

onde A(λ) é a extinção para determinado comprimento de onda λ, x é o inverso do comprimento de onda em unidades de μm^{-1}, a(x) e b(x) são coeficientes que possuem formas diferentes de se calcular para três regiões espectrais. No infravermelho (0.3 μm^{-1} $\leq$ x $\leq$ 1,1 μm^{-1}):

$$a(x) = 0,574x^{1,61}; \tag{3.7}$$

$$b(x) = -0,527x^{1,61}. \tag{3.8}$$

No óptico e NIR (1,1 μm^{-1} $\leq$ x $\leq$ 3,3 μm^{-1}), sendo $y = (x - 1,82)$:

$$\begin{aligned} a(x) =& 1 + 0,17699y - 0,50447y^2 - 0,02427y^3 + 0,72085^4 + 0,01979y^5 \\ & - 0.77530y^6 + 0.32999y^7; \end{aligned} \tag{3.9}$$

$$\begin{aligned} b(x) =& 1,41338y + 2,28305y^2 + 1,07233y^3 - 5,38434y^4 - 0,62251y^5 \\ & + 5,30260y^6 - 2,09002y^7. \end{aligned} \tag{3.10}$$

No UV (3,3 μm^{-1} $\leq$ x $\leq$ 8 μm^{-1}):

$$a(x) = 1,752 - 0,316x - \frac{0,104}{[(x - 4,67)^2 + 0,341]} + F_a(x); \tag{3.11}$$

$$b(x) = -3,090 + 1,825x + \frac{1,206}{[(x-4,62)^2 + 0,263]} + F_b(x); \tag{3.12}$$

sendo F_a e F_b para 8 μm$^{-1} \geq x \geq 5,9$ μm^{-1}:

$$F_a(x) = -0,04473(x-5,9)^2 - 0,009779(x-5,9)^3; \tag{3.13}$$

$$F_b(x) = 0,2130(x-5,9)^2 + 0,1207(x-5,9)^3; \tag{3.14}$$

e para $x < 5,9$ μm^{-1}:

$$F_a(x) = F_b(x) = 0. \tag{3.15}$$

Sendo esta a lei de extinção de Cardelli et al. (1989), o parâmetro necessário identificar em cada galáxia da nossa amostra é E(B-V), para assim obter A(λ). Os fluxos $F_{pa\beta}$, $F_{pa\gamma}$, $F_{pa\delta}$ e $F_{Br\gamma}$, que representam respectivamente os fluxos das linhas de hidrogênio Paβ, Paγ, Paδ e Brγ, são bons indicadores no espectro do NIR para obter a extinção a partir das expressões (RODRÍGUEZ-ARDILA et al., 2016):

$$E(B-V)_{Pa\beta/Br\gamma} = 5,22 \times \log\left(\frac{5,88}{Pa\beta/Br\gamma}\right); \tag{3.16}$$

$$E(B-V)_{Pa\gamma/Br\gamma} = 3,46 \times \log\left(\frac{3,22}{Pa\gamma/Br\gamma}\right); \tag{3.17}$$

$$E(B-V)_{Pa\delta/Br\gamma} = 2,84 \times \log\left(\frac{2,0}{Pa\delta/Br\gamma}\right); \tag{3.18}$$

onde os valores intrínsecos para as razões $Pa\beta/Br\gamma$, $Pa\gamma/Br\gamma$ e $Pa\delta/Br\gamma$ são respectivamente 5,88, 3,22 e 2,00 de acordo com o caso B de recombinação (OSTERBROCK; FERLAND, 2006). No espectro óptico outra razão comumente utilizada para determinar a extinção é $H\alpha/H\beta$, com valor intrínseco de 2,86 (OSTERBROCK; FERLAND, 2006), utilizando a expressão (ATEK et al., 2008):

$$E(B-V)_{H\alpha/H\beta} = -2,31 \times \log\left(\frac{2,86}{H\alpha/H\beta}\right). \tag{3.19}$$

Segundo Rodríguez-Ardila et al. (2016), a razão entre as linhas de [Fe II] em 1,257 μm e 1,644 μm são insensíveis a efeitos de densidade e temperatura, desta forma, podem ser utilizadas para diagnósticos de extinção por poeira. O valor intrínseco da razão [Fe II] 1,257 μm/1,644 μm é estimado como 1,25 com uma incerteza de 20 % (BAUTISTA et al., 2015). Desta forma, para obter E(B-V) temos a expressão (RODRÍGUEZ-ARDILA et al., 2016):

$$E(B-V)_{[FeII]} = 8,22 \times \log\left(\frac{1,25}{F_{1,257\mu m}/F_{1,644\mu m}}\right). \tag{3.20}$$

Porém, anteriormente o valor da razão [Fe II] 1,257 μm/1,644 μm foi proposto por Bautista e Pradhan (1998) como sendo de 1,36 com igualmente uma incerteza de 20 %. É possível verificar que os dois valores estão dentro da incerteza de cada medida. Desta forma, é de interesse também deste trabalho comparar os resultados de E(B-V) com esses dois valores e verificar qual melhor coincide com os obtidos com as razões de linhas de H II.

Para obter o melhor valor de E(B-V) e desta forma corrigir com melhor acurácia o avermelhamento dos espectros da nossa amostra, foram utilizadas todas essas razões entre linhas de H II e [Fe II] e feita uma comparação entre os valores obtidos. Com o valor de E(B-V) após essa análise, foi desenvolvida uma rotina em Python utilizando a lei de Cardelli et al. (1989) para corrigir por extinção a medida do fluxo das linhas obtidas com ajuste de gaussianas pelo *software* LINER (POGGE; OWEN, 1993).

3.4 Os modelos CLUMPY

Uma possível tradução para a palavra *clumpy* é grumoso, ou granuloso. Esses modelos descritos por Nenkova et al. (2008a) e Nenkova et al. (2008b), levam em consideração uma possibilidade sobre a forma do toróide descrito pelo modelo unificado de AGNs, de que ele não é uma estrutura homogênea, e sim composta por nuvens discretas de poeira.

Figura 3.3 - Representação de um meio *clumpy*. R_c é o tamanho de cada nuvem. Ao longo do eixo S, o caminho livre médio do fóton é l.

Fonte: Nenkova et al. (2008a)

Para iniciar o formalismo para lidar com um meio *clumpy*, primeiramente, é necessário considerar uma região onde a matéria está concentrada em nuvens (vide a Figura 3.3). Nuvens individuais são caracterizadas pelo seu tamanho R_c, e a distribuição dessas nuvens é caracterizada pelo número de nuvens por unidade de volume n_C. V_c é o volume de uma única nuvem e ϕ o fator de volume preenchido para todas as nuvens, isto é, a fração total do volume que está ocupado. Segundo Nenkova et al. (2008), o meio é considerado *clumpy* quando:

$$\phi = n_C V_c \ll 1, \tag{3.21}$$

definindo que:

$$N_C = n_C A_c = l^{-1}, \tag{3.22}$$

sendo N_C o número de nuvens por unidade de comprimento, A_c a área da seção transversal da nuvem e l o caminho livre médio do fóton entre as nuvens. Sendo $V_c \approx A_c R_c$, a condição para ser um meio *clumpy* é equivalente a:

$$\phi = N_C R_c \ll 1 \quad ou \quad R_c \ll l. \tag{3.23}$$

Figura 3.4 - Geometria do modelo CLUMPY. Parte superior: posição do AGN, da nuvem e do observador. Com a variação do ângulo α, a uma distância r fixa, a fração visível da superfície iluminada da nuvem muda e junto com a radiação observada. Parte inferior: O toróide descrito pelo modelo CLUMPY

Fonte: Nenkova et al. (2002)

Considerando o meio como possuindo uma distribuição *clumpy*, é necessário adotar uma abordagem estatística para a distribuição das nuvens. Nenkova et al. (2002) definem P_{esc} como sendo a probabilidade da radiação percorrer o caminho sem que haja absorção de nenhuma nuvem:

$$P_{esc} = e^{-t_\lambda} \tag{3.24}$$

onde $t_\lambda = N(s)(1 - \epsilon^{-\tau_\nu})$, sendo τ_ν a profundidade óptica, e $N(s) = \int_S dN$ o número médio de nuvens ao longo do caminho. A contribuição do segmento ds para a

intensidade emergente, que sai das nuvens, é $P_{esc}S_{c\lambda}dN$, e o fluxo da distribuição de nuvens a uma distância D é:

$$F_{\lambda}^{C} = \frac{1}{D^2}\int dA \int e^{-t_{\lambda}} S_{c\lambda}(s)dN(s), \tag{3.25}$$

sendo dA a área da superfície perpendicular à linha de visada do observador. Dada a geometria, o fluxo só pode ser calculado se a função fonte $S_{c\lambda}$ é conhecida. A aproximação de Nenkova et al. (2002) para uma função fonte *clumpy* é:

$$S_{c\lambda} = pS_{c\lambda}^{d} + (1-p)pS_{c\lambda}^{i}, \tag{3.26}$$

sendo $S_{c\lambda} = F/\Omega$, F o fluxo e Ω o angulo sólido de uma esfera a uma longa distância. O termo $pS_{c\lambda}^{i}$ depende de r e α (vide a parte superior da Figura 3.3) e utiliza uma solução exata de transferência radiativa que reproduz a dependência de α da fração observada da área da superfície iluminada de um objeto esférico (as nuvens são aproximadas a uma geometria esférica). Os cálculos detalhados estão reproduzidos no código DUSTY (IVEZIC et al., 1999)

Os modelos são disponibilizados no formato hdf5 (formato hierárquico de dados versão 5, do inglês *Hierarchical Data Format version 5*) com 1.247.400 modelos de SED, e cada modelo com 119 linhas de fluxo e comprimento de onda. O fluxo é fornecido no formato λF_{λ} (em unidades relativas), e o comprimento de onda em μm.

O ajuste dos modelos aos dados observados será feito por meio da comparação entre os perfis das SEDs, não fixando a princípio, parâmetros de entrada, mas obtendo como parâmetros de saída: o número de nuvens na direção da linha de visada (N_0); a razão entre raio externo e interno do toróide de gás e poeira (Y); o índice da lei de potência que descreve a densidade radial do toróide (q); o ângulo formado entre o centro do sistema e a parede externa do toróide (σ); a profundidade óptica (τ_{ν}); o ângulo do toróide com relação ao observador (i). Destacando-se que o último parâmetro elencado é fundamental para inferir a possibilidade da emissão coronal ser proveniente da parede interna do toróide.

Figura 3.5 - Exemplo de SEDs do modelo CLUMPY mantendo todos os parâmetros fixos exceto o ângulo do toróide de gás e poeira com relação ao observador

Fonte: Nikutta (2018)

3.4.1 Comparação entre outros métodos para obter o ângulo de inclinação do toróide de gás e poeira e o método com os modelos CLUMPY

Existem diferentes técnicas para estimar o ângulo de inclinação dos AGNs com relação a linha de visada do observador. Marin (2014) compilou da literatura informações de polarização e inclinação para um grupo de AGNs. O autor cita nove métodos para inferir o ângulo de inclinação com respeito ao observador:

- Método A: Utiliza-se da correlação entre massa do buraco negro e velocidade de dispersão do bojo da galáxia hospedeira (GEBHARDT et al., 2000; FERRARESE; MERRITT, 2000; MERRITT; FERRARESE, 2001). Wu e Han (2001) e Zhang e Wu (2002), a partir dessa correlação, estimando a massa do SMBH (M_{BH}) com a velocidade de dispersão (σ), desenvolveram um método que deriva a inclinação para AGNs Seyfert 1. O método parte de assumir um movimento kepleriano do gás que produz as linhas de baixa ionização da BLR, sendo o material dessa região com geometria de disco.

Desta forma, o ângulo de inclinação é obtido pela expressão:

$$i = arcsen\left(\sqrt{\frac{M_{rev}}{3M_{BH}} - \left(\frac{V_r}{V_p}\right)^2}\right), \tag{3.27}$$

onde M_{rev} é a massa do buraco negro obtida pela técnica de mapeamento de reverberação, que por meio do atraso entre a variabilidade do contínuo e das linhas de emissão identifica o tamanho da BLR (R). E com as linhas de emissão permitidas obtém-se a sua velocidade (V), então por meio da formula de virial têm-se que: $M_{rev} = V^2R/G$, sendo G a constante gravitacional. V_r e V_p são as componentes de velocidade para um gás isotrópico disposto aleatoriamente e para o gás movimentando-se no plano do disco, respectivamente.

- Método B: A inclinação do AGN Seyfert 1 ESO 323-G077 foi inferida por meio da espectropolarimetria no óptico por Schmid et al. (2003), que detectou altos níveis de polarização linear (maior que 7,5 % em 3600 Å). Assumindo o modelo unificado, esses níveis de polarização são inconsistentes com o que é produzido em uma orientação onde a linha de visada está sobre os polos do AGN. Os autores argumentam que o sistema deve estar parcialmente obscurecido pelo toróide de gás e poeira e que a inclinação com respeito ao observador é de $\sim 45^o$.

- Método C: AGNs do tipo 1 apresentam uma emissão assimétrica em raios-X em 6,4 keV associada a ferro fluorescente em material quase neutro. O alargamento Doppler e gravitacional dessa emissão, mais *redshifts* transversos, podem ser usados para provar numericamente a inclinação do sistema. A ordem do alargamento Doppler é de $\sqrt{r_s/2r}\sin i$, sendo r_s o raio de Schwarzschild, r é o raio da nuvem de gás que emite as linhas de ferro fluorescente e i o ângulo de inclinação do sistema (FABIAN et al., 1989).

- Método D: A inclinação da NGC 1097 foi estudada por Storchi-Bergmann et al. (1997). Os autores desenvolveram um modelo de anel excêntrico em acreção para justificar a presença do duplo pico nas linhas de emissão de Balmer. Como resultado obtiveram um ângulo de inclinação para o sistema de 34°.

- Método E: Hicks e Malkan (2008) mediram a distribuição bidimensional e cinemática do gás molecular, ionizado e altamente ionizado (IP $>$ 99)

nas regiões mais internas de uma amostra de AGNs *radio-quiet* de tipo 1. Utilizaram espectroscopia no NIR com alta resolução espacial. O modelo desenvolvido por esses autores assume um vínculo gravitacional criado pela ação combinada do SMBH e uma população estelar distante, que leva o material a produzir um movimento circular na forma de um disco fino coplanar. Com esse modelo, buscando reproduzir a cinemática do gás observada, exploram quatro parâmetros livres (inclinação do disco, ângulo de posição do eixo principal, massa do SMBH e relação massa-luz).

- Método F: Fischer et al. (2013) para determinar a inclinação de um grupo de AGNs próximos, exploraram a geometria tri-dimensional e a cinemática da NLR, observando ambos os objetos tipo 1 e tipo 2. Para obter a informação sobre a orientação, foi utilizado modelos que consideram a NLR com geometria bicônica. De um grupo de 53 objetos, características morfológicas de 17 AGNs puderam ser modeladas por esse método.

- Método G: Utilizando fotometria no NIR e no infravermelho médio, Hönig et al. (2007) aplicaram um código de transferência radiativa para uma estrutura de poeira grumosa (*clumpy*) para reproduzir as SEDs observacionais. Com isso, obteve um ângulo de 70º para a NGC 1068.

- Método H: Borguet e Hutsemékers (2010) Examinou o perfil das linhas de emissão de C IV e da larga linha de absorção da BLR (BAL, do inglês *broad absortion line* e definiu para esses perfis um modelo de ventos com duas componentes. Os autores utilizaram o código MCRT (do inglês, *Monte Carlo Radiative Transfer*), escrito em Fortran77 e desenvolvido para computar a ressonância no perfil das linhas produzidas por ventos axissimétricos.

- Método I: Por meio de observações fotométricas e polarimétricas, Wills et al. (1992) estimou o ângulo de inclinação do quasar de tipo 2 IRAS 13349+2438. Para explicar o alinhamento da polarização com o eixo da galáxia hospedeira, propuseram um modelo com um disco de poeira paralelo ao plano da galáxia, similar ao toróide de gás e poeira do modelo unificado. Eles mostraram que tanto a polarização observada no continuo, como a da linha larga de Hα, podem ser reproduzidas com uma inclinação de 52º.

Neste trabalho, para obter o ângulo de inclinação das CLiF AGNs, foi utilizado um método similar ao G. A diferença é que o código para os modelos CLUMPY

de Nenkova et al. (2008a) e Nenkova et al. (2008b) já foi aplicado genericamente para diversos parâmetros em uma biblioteca de 1247400 *templates*. Desta forma, foi identificado o melhor ajuste entre os dados observacionais com os *templates*. A forma como os dados reais e os modelos foram equiparados foi utilizando o pacote em Python LMFIT (NEWVILLE et al., 2016). Para verificar se a rotina estava obtendo valores coerentes, inicialmente foram realizados testes com algumas galáxias, com ângulos reportados na literatura, mencionadas no compêndio de Marin (2014).

Nas figuras 3.6 a 3.9 estão expostos os melhores ajustes dos modelos CLUMPY de SEDs aos pontos fotométricos observados. Sendo que: N_0 é o número de nuvens na direção da linha de visada; Y a razão entre raio externo e interno do toróide de gás e poeira ; q o índice da lei de potência que descreve a densidade radial do toróide; σ o comprimento da parede do toróide; τ_ν a profundidade óptica. Os pontos fotométricos utilizados foram os relatados no trabalho de Prieto et al. (2010). Nas tabelas 3.1, 3.2, 3.3 e 3.4 estão expostos os pontos fotométricos utilizados e na Tabela 3.5 os resultados dos ângulos de inclinação do AGN com respeito ao observador relatados na literatura, o método adotado para cada valor (nomeados com a letra que identifica os métodos citados anteriormente) e os obtidos pela rotina em Python elaborada neste trabalho.

Tabela 3.1 - Pontos fotométricos da NGC 1097

Origem	Frequência (Hz)	Fluxo (Jy)
NACO-J	2.30×10^{14}	0.0011
NACO-H	1.76×10^{14}	0.0027
NACO-K	1.36×10^{14}	0.0039
NACO-L	7.90×10^{13}	0.011
VISIR-11.88 μm	2.50×10^{13}	0.025
VISIR-18.72 μm	1.60×10^{13}	0.041

Tabela 3.2 - Pontos fotométricos da NGC 5506

Origem	Frequência (Hz)	Fluxo (Jy)
NACO-J	2.30×10^{14}	0.013
NACO-H	1.76×10^{14}	0.053
NACO-K	1.36×10^{14}	0.080
NACO-L	7.90×10^{13}	0.29
ISO-spec-6 μm	5.00×10^{13}	0.70
TIMMI2-spec-9.6 μm	3.0×10^{13}	0.5
VISIR-11.88 μm	2.50×10^{13}	0.9
VISIR-18.72 μm	1.70×10^{13}	1.4

Tabela 3.3 - Pontos fotométricos da NGC 3783

Origem	Frequência (Hz)	Fluxo (Jy)
NACO-J	2.30×10^{14}	0.023
NACO-K	1.36×10^{14}	0.073
NACO-L	7.90×10^{13}	0.17
VISIR-11.88 μm	2.50×10^{13}	0.54
VISIR-18.72 μm	1.60×10^{13}	1.47

Tabela 3.4 - Pontos fotométricos da NGC 7469

Origem	Frequência (Hz)	Fluxo (Jy)
NACO-J	2.37×10^{14}	0.0080
NACO-H	1.81×10^{14}	0.015
NICMOS-F187N	1.60×10^{14}	0.019
NACO-K	1.38×10^{14}	0.020
NACO-L	7.89×10^{13}	0.084
NACO-4.05 μm	7.41×10^{13}	0.096
VISIR-11.88 μm	2.53×10^{13}	0.53
VISIR-18.72 μm	1.60×10^{13}	1.27

Figura 3.6 - Resultado do melhor ajuste da SED para a NGC 1097.

Figura 3.7 - O mesmo da Figura 3.6 para a NGC 5506

Figura 3.8 - O mesmo da Figura 3.6 para a NGC 3783

Figura 3.9 - O mesmo da Figura 3.6 para a NGC 7469

Tabela 3.5 - Comparação entre os ângulos de referência (i_{ref}) e os obtidos pela rotina em Python desenvolvida neste trabalho (i_{SED})

Galáxia	i_{ref} (°)	Método	Referência	i_{SED} (°)
NGC 1097	34,0	D	STORCHI-BERGMANN et al., 1997	40 ± 10
NGC 5506	80,0	F	FISCHER et al., 2013	80 ± 10
NGC 3783	15,0	F	FISCHER et al., 2013	20 ± 10
NGC 7469	15,0 ± 1,8	E	HICKS; MALKAN, 2008	20 ± 10

Neste teste inicial, com esse grupo de quatro galáxias, foi possível verificar que a rotina criada para identificar o melhor ajuste de SED a partir dos modelos CLUMPY (NENKOVA et al., 2008a; NENKOVA et al., 2008b) apresenta valores, dentro de sua barra de erro, que coincidem com outras medidas já reportadas na literatura. Sendo assim, o método se mostra confiável para estimar o ângulo de inclinação da amostra selecionada neste trabalho de CLiF AGNs.

Para as galáxias da amostra de CLiF AGNS, os pontos na SED são construídos por meio dos pontos fotométricos descritos no Capítulo 2 e do ajuste de corpo negro (vide Seção 3.1.2). Eles são comparados com os modelos multiplicados por um fator de normalização. Sendo assim, o código utiliza o algoritmo de otimização de Levenberg-Marquardt (LEVENBERG, 1944;MARQUARDT, 1963) para encontrar o melhor valor para cada um dos 1.247.400 modelos. Dentre todos esses resultados, a forma como a rotina identifica o melhor ajuste é por meio do menor critério de informação bayesiano (BIC, do inglês *Bayesian Information Criterion*). O BIC é obtido da forma:

$$BIC = N \ln\left(\frac{\chi^2}{N}\right) + \ln(N)\, N_{varys}, \tag{3.28}$$

sendo N o número de elementos no vetor com os dados reais, N_{varys} o número de variáveis no ajuste e χ^2:

$$\chi^2 = \sum_i^N \left(Obs_{(i)} - Mod_{(i)}\right)^2 \tag{3.29}$$

sendo $Obs_{(i)}$ os dados derivados de observações compondo-se da forma $BB_{(j)}$ + $PF_{(k)}$, sendo $BB_{(j)}$ os pontos do modelo de corpo negro descrevendo o toróide de gás e poeira na faixa de 1,0-2,2 μm e $PF_{(k)}$ os pontos fotométricos no MIR e FIR. $Mod_{(i)}$

representa os valores do modelo na forma $Mod_{(i)}$ =(fator de normalização)×SED$_{(i)}$, onde SED$_{(i)}$ são os valores sem alterações dos *templates*. Sobre os valores de $Obs_{(i)}$, os dados da ESO138-G001 possuem uma definição diferente. Como as fendas para a extração dos espectros no MIR e FIR são grandes e cobrem uma faixa que vai além da região central, um ajuste foi incrementado ao código. Sendo assim, $Obs_{ESO138(i)}$ é composto por BB$_{ESO138(j)}$ + (PF$_{ESO138(k)}$×C), sendo C um fator entre 0,6 e 1.

4 MEDIDAS DOS FLUXOS DAS LINHAS DE EMISSÃO

Neste capítulo serão expostos os valores dos fluxos das linhas de emissão para o grupo de CLiF AGNs. O processo para esse fim demandou o desenvolvimento de procedimentos sistemáticos. Primeiro, para medir as linhas é necessário subtrair a contribuição da galáxia hospedeira para obter informações mais confiáveis do fluxo emitido pelo gás exposto à radiação da fonte central. Para isso foi utilizado o código pPXF (CAPPELLARI; EMSELLEM, 2004,CAPPELLARI, 2017), que para o interesse deste trabalho, realiza o ajuste do contínuo e calcula a dispersão de velocidades das estrelas que compõem o bojo da galáxia (σ) (vide a seção 3.1). Sendo assim, para essa primeira etapa, é possível obter o parâmetro necessário para inferir a massa do SMBH (vide Equação 3.5). Resulta desse processo de ajuste do contínuo do espectro, também, a modelagem da contribuição da poeira quente no NIR na forma de corpo negro. Esse modelo servirá de base para construir a distribuição espectral de energia referente ao toróide de gás e poeira.

Após a subtração do contínuo ajustado pelo pPXF no espectro, a próxima etapa se baseia na medida do fluxo das linhas por meio do *software* LINER (POGGE; OWEN, 1993) (vide a seção 3.2), que realiza o ajuste do perfil das linhas por curvas gaussianas, e desta forma mede o fluxo integrado da linha de emissão e o FWHM para cada perfil ajustado. Com o resultado das medidas de fluxo, é possível utilizar diagnósticos de razões de linhas para corrigir o espectro por avermelhamento (vide a seção 3.3). Após essa correção, construímos diagnósticos de razões de linhas. Com o FWHM é possível derivar as características cinemáticas associada a cada perfil de linha de emissão.

De maneira sintética, o processo para medir o fluxo das linhas segue uma sequência lógica de:

- Identificação da contribuição espectral de agentes que não se referem a contribuição da fotoionização ou/e choques provenientes da região central, isto é, a galáxia hospedeira e a emissão de poeira quente;
- A subtração dessa contribuição do espectro observado;
- A medida dos fluxos integrados das linhas de emissão;
- O diagnóstico de extinção a partir de razões de linhas;
- A correção dos fluxos medidos por meio da lei de extinção de Cardelli et al. (1989).

As informações derivadas do processo de extração da medida dos fluxos das linhas, expostas neste capítulo, fornecem os subsídios necessários para o desenvolvimento da análise deste trabalho pautada sobre uma pergunta chave: Os AGNs com florestas de linhas coronais possuem atributos característicos que os destoam dos demais AGNs? Essas peculiaridades justificam os excessos de linhas de alto potencial de ionização identificadas neste grupo distinto? Adiante, neste capítulo, está separado para cada galáxia as figuras que descrevem os procedimentos de medida dos fluxos das linhas e as tabelas com as informações derivadas deste processo.

4.1 ESO 138 G1

Para a galáxia ESO 138 G1, no que se refere ao ajuste do contínuo no espectro óptico e do NIR, os ajustes estão expostos nas figuras 4.1 e 4.2, respectivamente. Nessas figuras, as faixas verticais cinzas representam as regiões que foram mascaradas no ajuste (sendo representada desta maneira para todas as figuras que descrevem o ajuste realizado com o pPXF para as outras galáxias). Essas regiões cobrem as linhas de emissão, para que o ajuste só seja realizado com o contínuo como referência. No óptico, para obter o melhor ajuste do contínuo, foram utilizados os *templates* de população estelar de Bruzual e Charlot (2003) (vide 3.1.1) e, desta forma, também para as outras galáxias que compõem a análise deste trabalho. No NIR, além dos modelos estelares, são acrescentados componentes de corpo negro no ajuste. Para a ESO 138 G1, essas componentes representam corpos negros com temperaturas de 1000 K e 1300 K, a contribuição de cada corpo negro pode ser vista na Figura 4.1. Os ajustes de gaussianas gerados a partir do LINER, para representar os perfis das linhas de emissão no espectro após a subtração do contínuo modelado pelo pPXF, estão exibidos nas figuras 4.3 e 4.4. Na Tabela 4.1 estão os valores de E(B-V) para os diferentes indicadores de razões de linhas, que posteriormente foram utilizados para obter um valor médio. Entretanto, o valor de E(B-V)$_{Pa_\beta/Br_\gamma}$ não foi utilizado na média. Isso porque o seu valor ultrapassa o valor médio mais o desvio padrão das medidas. A Figura 4.5 mostra o espectro observado antes e depois da correção por avermelhamento. E por fim, as tabelas 4.2 e 4.3 contêm as informações referentes às medidas dos fluxos com e sem a correção da extinção no óptico e NIR, respectivamente.

Figura 4.1 - Ajuste do pPXF no óptico para a ESO 138 G1

Figura 4.2 - Ajuste do pPXF no NIR para a ESO 138 G1

Figura 4.3 - Ajuste de gaussianas com o *software* LINER para medir o fluxo das linhas no NIR da ESO 138 G1. Em azul está o perfil da gaussiana, em laranja o resíduo da subtração do ajuste pelo espectro observado e em vermelho, caso haja mais de uma gaussiana para ajustar a linha, representa o ajuste final

Figura 4.4 - Ajuste de gaussianas com o *software* LINER para medir o fluxo das linhas no óptico da ESO 138 G1. Em azul está o perfil da gaussiana, em laranja o resíduo da subtração do ajuste pelo espectro observado e em vermelho, caso haja mais de uma gaussiana para ajustar uma linha, representa o ajuste final

Tabela 4.1 - E(B-V) obtido por razões de linhas para a ESO 138 G1

Indicadores	Valor (mag)
E(B-V)$^{*}_{Pa_{\beta}/Br_{\gamma}}$	1,13 ± 0,29
E(B-V)$_{Pa_{\gamma}/Br_{\gamma}}$	0,47 ± 0,09
E(B-V)$_{Pa_{\delta}/Br_{\gamma}}$	0,34 ± 0,05
E(B-V)$_{[FeII]}$	0,68 ± 0,04
E(B-V)$_{H_{\alpha}/H_{\beta}}$	0,46 ± 0,00
<E(B-V)>	0,49 ± 0,05

*Valor não utilizado na média

Figura 4.5 - Correção do avermelhamento. Em vermelho está o espectro antes da correção e em azul depois da correção

Tabela 4.2 - Fluxos das linhas para a ESO 138 G1 no óptico. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-14} erg s^{-1} cm^{-2}

íon	λ_{obs} (Å)	IP (eV)	FWHM	Fluxo	Fluxo corrigido
[Ne V]	3424,8	97,1	463	19,48±1,60	192,05±15,80
[O II]	3726,5	13,6	571	71,82±0,79	637,91±7,05
[Fe VII]	3758,9	99,0	445	5,00±0,90	43,94±7,87
[Ne III]	3868,0	41,0	471	37,41±0,72	315,76±6,05
[Fe V]	3888,8	54,8	618	7,73±0,75	64,73±6,25
[Ne III]	3967,7	41,0	473	15,30±0,74	124,00±5,99
[S II]	4067,5	10,4	285	3,47±0,31	26,89±2,37
[Fe V]	4068,8	54,8	622	6,48±0,79	50,18±6,08
[S II]	4075,2	10,4	285	1,32±0,31	10,19±2,37
Hδ	4101,2	0,0	409	9,51±0,44	72,52±3,39
Hγ	4340,1	0,0	408	20,95±0,54	141,92±3,66
[O III]	4363,1	35,1	405	15,37±0,54	102,84±3,62
He I	4471,5	0,0	375	1,35±0,45	8,52±2,87
[Fe III]	4657,8	16,2	615	2,98±0,60	17,11±3,45
He II	4685,9	0,0	451	19,28±0,44	109,30±2,51
[Ar IV]	4711,8	40,7	421	2,55±0,42	14,26±2,32
[Ar IV]	4740,1	40,7	419	2,73±0,42	15,06±2,29
Hβ	4861,3	0,0	407	63,58±0,63	331,83±3,28
[O III]	4958,8	35,1	407	200,62±0,64	1005,23±3,21
[O III]	5006,8	35,1	403	587,83±0,64	2882,60±3,14
[Fe VI]	5147,3	75,0	455	2,24±0,37	10,39±1,71
[Fe VII]	5159,8	99,0	446	4,43±0,35	20,46±1,63
[Fe VI]	5178,1	75,0	455	2,81±0,36	12,89±1,66
[N II]	5199,1	14,5	464	3,16±0,37	14,39±1,68
[Fe III]	5269,1	16,2	616	1,73±0,50	7,68±2,21
[Fe VII]	5277,8	99,0	445	2,19±0,36	9,70±1,59
[Ca V]	5309,4	67,1	643	4,60±0,52	20,16±2,29
[Fe VI]	5336,0	75,0	455	1,56±0,24	6,78±1,03
He II	5412,3	0,0	360	1,73±0,30	7,33±1,26
[Fe VI]	5426,3	75,0	457	1,00±0,38	4,22±1,60
[Fe VI]	5631,8	75,0	455	0,98±0,25	3,90±0,99
[Fe VI]	5677,9	75,0	455	1,20±0,40	4,71±1,56
[Fe VII]	5723,1	99,0	446	10,20±0,39	39,55±1,52
[N II]	5754,7	14,5	461	1,49±0,41	5,73±1,57
He I	5876,3	0,0	377	7,61±0,19	28,39±0,72
[Fe VII]	6089,1	99,0	446	19,73±0,42	69,86±1,47
[O I]	6300,5	0,0	319	28,08±0,36	95,01±1,22
[S III]	6312,2	23,3	278	3,23±0,44	10,89±1,48
[O I]	6364,0	0,0	319	9,26±0,36	30,87±1,21
[Fe X]	6375,2	235,0	354	9,03±0,40	30,03±1,35
[Ar V]	6437,1	59,8	356	1,13±0,27	3,71±0,88
[N II]	6548,1	14,5	464	32,37±0,48	103,73±1,55
Hα	6563,8	0,0	407	313,10±0,42	998,69±1,35
[N II]	6583,4	14,5	461	81,30±0,48	258,29±1,53
He I	6679,1	0,0	377	2,16±0,32	6,72±1,00
[S II]	6716,5	10,4	286	37,43±0,30	115,41±0,94
[S II]	6730,9	10,4	285	37,51±0,30	115,35±0,94
[Ar V]	7006,9	59,8	357	2,85±0,38	8,25±1,11
He I	7067,0	0,0	378	5,26±0,52	15,03±1,48
[Ar III]	7136,4	27,6	321	10,15±0,44	28,70±1,25
[Fe II]	7156,3	7,9	324	2,23±0,52	6,25±1,47
He II	7174,4	0,0	451	1,46±0,63	4,07±1,75
[O II]	7320,3	13,6	298	7,02±0,42	18,96±1,14
[O II]	7330,6	13,6	297	5,57±0,42	15,01±1,14

Tabela 4.3 - Fluxos das linhas para a ESO 138 G1 no NIR. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-15} erg s^{-1} cm^{-2}

íon	λ_{obs} (Å)	IP (eV)	FWHM	Fluxo	Fluxo corrigido
[S III]	9069,1	23,3	278	43,06±0,57	84,33±1,12
[Fe II]	9181,7	7,9	276	5,86±1,19	11,31±2,30
H I	9229,5	0,0	321	8,66±1,05	16,63±2,02
[S III]	9531,1	23,3	279	101,08±0,56	187,63±1,04
[C I]	9850,1	0,0	217	5,10±1,01	9,18±1,82
[S VIII]	9914,0	280,9	284	12,33±0,52	22,00±0,93
H I	10050,3	0,0	321	11,87±0,60	21,01±1,05
He II	10124,7	0,0	244	10,99±0,47	19,30±0,83
He II*	10126,6	0,0	765	9,86±1,57	17,29±2,75
[S II]	10286,5	10,4	286	7,36±0,61	12,73±1,05
[S II]	10320,4	10,4	286	8,68±0,54	14,97±0,93
[S II]	10336,3	10,4	286	7,40±0,60	12,74±1,04
[S II]	10370,4	10,4	286	5,20±0,93	8,93±1,60
[Fe XIII]	10749,7	330,8	529	10,32±0,90	17,16±1,50
[Fe XIII]	10800,8	330,8	529	7,11±1,13	11,80±1,88
He I	10833,3	0,0	323	106,07±0,39	175,46±0,65
H I	10939,9	0,0	321	18,42±0,52	30,22±0,86
[P II]	11884,1	10,5	313	5,68±0,72	8,77±1,11
[S IX]	12526,3	328,2	281	11,07±0,62	16,54±0,93
[Fe II]	12567,4	7,9	324	23,04±0,72	34,20±1,06
H I	12820,5	0,0	263	27,98±0,65	41,12±0,96
[Fe II]	13206,0	7,9	324	8,39±0,93	12,10±1,35
[Si X]	14302,7	351,1	248	16,54±0,69	22,77±0,95
[Fe II]	16435,3	7,9	325	22,30±0,91	28,85±1,18
[S XI]	19212,0	447,1	192	7,21±0,41	8,81±0,51
H I	19448,6	0,0	321	5,43±0,76	6,61±0,92
H2	19572,7	0,0	193	5,47±0,62	6,64±0,76
[Si VI]	19635,4	166,8	361	19,56±1,43	23,78±1,74
[Al IX]	20452,4	284,6	351	2,62±2,56	3,14±3,07
He I	20584,6	0,0	322	3,47±0,49	4,15±0,58
H2	21215,3	0,0	179	4,76±0,21	5,65±0,25
H I	21660,2	0,0	321	7,82±0,62	9,22±0,73
H2	22229,7	0,0	250	6,95±0,82	8,14±0,96
[Ca VIII]	23222,2	127,7	321	8,30±0,58	9,62±0,67

*Componente larga da linha

4.2 NGC 424

Para a galáxia NGC 424, os ajustes com o pPXF estão expostos nas figuras 4.6 e 4.7, no óptico e infravermelho, respectivamente. No ajuste do NIR, foram encontradas três componentes de corpos negros com temperaturas de 700 K, 1000 K e 1500 K. Os ajustes de gaussianas gerados a partir do LINER estão exibidos nas figuras 4.8 e 4.9. Na Tabela 4.4 estão os valores obtidos para E(B-V). Assim como na ESO 138 G1 e nas demais galáxias da nossa amostra, há pelo menos um valor desses indicadores que destoam do valor médio, para a NGC 424 foi o de E(B-V)$_{[FeII]}$, sendo assim, não entrou no valor da média final. A Figura 4.10 mostra o espectro observado antes e depois da correção por avermelhamento. E por fim, as tabelas 4.5 e 4.6 contêm as informações referentes às medidas dos fluxos com e sem a correção da extinção no óptico e NIR, respectivamente.

Figura 4.6 - Ajuste do pPXF no óptico para a NGC 424

Figura 4.7 - Ajuste do pPXF no NIR para a NGC 424

Figura 4.8 - O mesmo que a Figura 4.3 para a NGC 424

Figura 4.9 - O mesmo que a Figura 4.4 para NGC 424

Tabela 4.4 - E(B-V) obtido por razões de linhas para a NGC 424

Indicadores	Valor (mag)
E(B-V)$_{Pa_\beta/Br_\gamma}$	0,27 ± 0,08
E(B-V)$_{Pa_\gamma/Br_\gamma}$	0,29 ± 0,06
E(B-V)$_{Pa_\delta/Br_\gamma}$	0,13 ± 0,03
E(B-V)$^*_{[FeII]}$	0,02 ± 0,01
E(B-V)$_{H_\alpha/H_\beta}$	0,45 ± 0,03
<E(B-V)>	0,29 ± 0,03

*Valor não utilizado na média

Figura 4.10 - Correção do avermelhamento. Em vermelho está o espectro antes da correção e em azul depois da correção

Tabela 4.5 - Fluxos das linhas para a NGC 424 no óptico. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-14} erg s^{-1} cm^{-2}

íon	λ_{obs} (Å)	IP (eV)	FWHM	Fluxo	Fluxo corrigido
[Ne V]	3419,3	97,1	898	29,32±0,55	85,12±1,58
[Fe VII]*	3575,2	99,0	1855	1,70±1,18	4,81±3,34
[Fe VII]	3581,4	99,0	600	2,72±0,38	7,69±1,08
H I	3722,6	0,0	743	21,67±0,35	60,06±0,97
[Fe VII]*	3748,3	99,0	1862	3,73±1,26	10,28±3,47
[Fe VII]	3754,5	99,0	603	5,44±0,41	14,98±1,12
H I	3792,4	0,0	744	0,77±0,36	2,12±0,98
H I	3832,1	0,0	752	1,90±0,36	5,16±0,99
[Ne III]	3863,0	41,0	918	25,08±0,45	67,86±1,21
[Fe V]	3885,5	54,8	886	7,27±0,44	19,57±1,17
[Ne III]	3961,7	41,0	923	11,22±0,46	29,72±1,22
[S II]	4063,7	10,4	540	2,91±0,23	7,56±0,61
[S II]	4071,4	10,4	539	1,00±0,23	2,58±0,61
Hδ*	4092,5	0,0	2009	2,81±0,88	7,25±2,26
Hδ	4096,9	0,0	762	4,82±0,33	12,43±0,86
Hγ	4335,9	0,0	749	8,30±0,29	20,23±0,70
Hγ*	4338,5	0,0	2253	6,80±0,87	16,56±2,11
[O III]*	4357,8	35,1	956	5,71±0,37	13,84±0,89
[O III]	4357,8	35,1	450	1,80±0,17	4,36±0,42
He I*	4465,6	0,0	1698	0,12±0,38	0,28±0,89
He I	4469,0	0,0	839	0,97±0,19	2,30±0,44
He II	4680,5	0,0	870	9,95±0,83	22,34±1,87
Hβ*	4856,5	0,0	2261	15,93±2,57	34,36±5,54
Hβ	4856,9	0,0	752	20,02±0,86	43,21±1,85
[O III]*	4952,2	35,1	957	46,88±1,11	99,39±2,35
[O III]	4954,2	35,1	449	12,43±0,52	26,27±1,10
[O III]*	4999,9	35,1	957	127,57±1,04	268,75±2,20
[O III]	5001,9	35,1	450	44,23±0,52	92,77±1,09
[Fe VII]*	5150,3	99,0	1862	4,38±0,73	8,95±1,48
[Fe VII]	5156,5	99,0	603	0,26±0,24	0,52±0,48
[Fe VI]	5171,2	75,0	597	2,04±0,25	4,15±0,50
[N I]	5195,3	0,0	604	1,19±0,24	2,41±0,48
[Fe VII]*	5265,2	99,0	1864	2,06±0,74	4,13±1,49
[Fe VII]	5271,3	99,0	606	0,45±0,24	0,91±0,48
[Ca V]	5301,1	67,1	798	1,90±0,32	3,79±0,64
[Ca V]*	5306,9	67,1	2620	3,06±1,05	6,09±2,09
[Fe VI]	5420,5	75,0	597	0,27±0,26	0,53±0,51
[Fe VI]	5671,8	75,0	601	0,35±0,27	0,67±0,52
[Fe VII]*	5710,0	99,0	1857	2,47±0,80	4,65±1,51
[Fe VII]	5716,1	99,0	603	3,90±0,26	7,34±0,49
[N II]	5748,8	14,5	607	0,79±0,26	1,47±0,49
He I*	5864,8	0,0	1704	1,26±0,34	2,33±0,62
He I	5872,3	0,0	837	2,86±0,17	5,28±0,31
He II	5960,6	0,0	201	0,28±0,03	0,52±0,06
[Fe VII]*	6075,5	99,0	1857	5,85±0,85	10,56±1,54
[Fe VII]	6081,6	99,0	603	6,37±0,28	11,50±0,50
[O I]	6295,1	0,0	673	6,92±0,33	12,21±0,59
[S III]	6309,1	23,3	354	0,53±0,18	0,94±0,31
[O I]	6358,6	0,0	666	2,17±0,33	3,80±0,58
[Fe X]	6369,4	235,0	705	4,89±0,35	8,56±0,62
[N II]	6543,1	14,5	602	11,39±0,53	19,61±0,91
Hα*	6554,1	0,0	2261	90,79±1,98	156,03±3,41
Hα	6559,1	0,0	752	83,54±0,66	143,41±1,13
[N II]	6578,4	14,5	598	37,52±0,53	64,28±0,90
[S II]	6712,9	10,4	541	8,33±0,51	14,08±0,87
[S II]	6727,3	10,4	540	8,81±0,51	14,87±0,87
[Ar V]	6998,5	59,8	795	1,35±0,45	2,22±0,74
He I*	7058,9	0,0	1699	1,82±0,20	2,97±0,33
He I	7061,1	0,0	836	1,07±0,10	1,75±0,16
[Ar III]	7130,1	27,6	700	4,66±0,40	7,55±0,66
[O II]	7314,4	13,6	670	2,18±0,43	3,47±0,68
[O II]	7324,7	13,6	669	1,25±0,43	1,98±0,68

*Componente larga da linha

Tabela 4.6 - Fluxos das linhas para a NGC 424 no NIR. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-14} erg s^{-1} cm^{-2}

íon	λ_{obs} (Å)	IP (eV)	FWHM	Fluxo	Fluxo corrigido
[S III]	9068,6	23,3	729	4,36±0,12	5,96±0,17
[S III]	9530,6	23,3	693	10,89±0,12	14,55±0,17
[S VIII]	9911,6	280,9	742	1,22±0,18	1,60±0,23
H I	10055,4	0,0	663	0,66±0,12	0,86±0,15
H I*	10027,9	0,0	2280	1,76±0,40	2,30±0,52
He II	10123,9	0,0	776	1,26±0,16	1,64±0,20
[S II]	10286,2	10,4	541	0,62±0,07	0,80±0,09
[S II]	10318,2	10,4	539	0,71±0,07	0,91±0,09
[S II]	10336,1	10,4	538	0,73±0,07	0,94±0,09
[Fe XIII]	10748,6	330,8	854	1,27±0,18	1,61±0,23
He I	10834,1	0,0	754	14,15±0,11	17,96±0,15
H I	10945,3	0,0	663	0,99±0,14	1,25±0,17
H I*	10930,9	0,0	2279	2,59±0,46	3,26±0,59
[S IX]	12524,3	328,2	931	1,37±0,16	1,65±0,20
[Fe II]	12572,2	7,9	561	0,84±0,10	1,01±0,12
H I	12822,8	0,0	663	1,72±0,12	2,06±0,15
H I*	12806,3	0,0	2281	5,32±0,53	6,36±0,64
[Si X]	14300,1	351,1	858	2,33±0,28	2,71±0,32
[Fe II]	16438,6	7,9	566	0,67±0,21	0,76±0,24
[Si VI]	19628,5	166,8	796	2,50±0,26	2,74±0,29
H I	21652,2	0,0	663	0,57±0,14	0,62±0,15
H I*	21630,0	0,0	2281	0,78±0,49	0,84±0,53

*Componente larga da linha

4.3 III ZW 77

Para a galáxia III ZW 77, os ajustes com o pPXF estão expostos nas figuras 4.11 e 4.12, no óptico e infravermelho, respectivamente. No ajuste do NIR, assim como a NGC 424, foram ajustados três componentes de corpos negros com temperaturas de 700K, 1000K e 1500K. Para ambas, a componente de 1500 K é mais significativa. Os ajustes de gaussianas gerados a partir do LINER estão exibidos nas figuras 4.13 e 4.14. Na Tabela 4.7 estão os valores obtidos para E(B-V). Novamente o valor de E(B-V)$^{*}_{[FeII]}$ se mostrou distante do valor médio, e por tanto não foi utilizado para definir o valor final E(B-V). A Figura 4.15 mostra o espectro observado antes e depois da correção por avermelhamento. E por fim, as tabelas 4.8 e 4.9 contêm as informações referentes as medidas dos fluxos com e sem a correção da extinção no

óptico e NIR, respectivamente. Destaca-se a identificação de [S XII] 7611Å (só que desviada para azul, estando em $\sim$ 7610 Å), cujo potencial de ionização é o maior dentre todas as linhas coronais identificadas no NIR e óptico para o grupo de galáxias desta amostra. Essa linha já havia sido localizada por Osterbrock (1981) em 7613,1 Å na III Zw 77, porém não identificada. Entretanto, Kraemer e Crenshaw (2000) já haviam sugerido que essa linha fosse de [S XII].

Figura 4.11 - Ajuste do pPXF no óptico para a III ZW 77

Figura 4.12 - Ajuste do pPXF no NIR para a III ZW 77

Figura 4.13 - O mesmo que a Figura 4.3 para III ZW 77

Figura 4.14 - O mesmo que a Figura 4.4 para III ZW 77

Tabela 4.7 - E(B-V) obtido por razões de linhas para a III ZW 77

Indicadores	Valor (mag)
E(B-V)$_{Pa_\beta/Br_\gamma}$	0,23 ± 0,06
E(B-V)$_{Pa_\gamma/Br_\gamma}$	0,52 ± 0,13
E(B-V)$_{Pa_\delta/Br_\gamma}$	0,38 ± 0,06
E(B-V)$^*_{[FeII]}$	1,16 ± 0,67
E(B-V)$_{H_\alpha/H_\beta}$	0,17 ± 0,01
<E(B-V)>	0,33 ± 0,05

*Valor não utilizado na média

Figura 4.15 - Correção do avermelhamento. Representado em vermelho está o espectro antes da correção e em azul depois da correção

Tabela 4.8 - Fluxos das linhas para a III ZW 77 no óptico. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-15} erg s^{-1} cm^{-2}

íon	λ_{obs} (Å)	IP (eV)	FWHM	Fluxo	Fluxo corrigido
[O II]	3726,1	13,6	476	13,22±0,66	69,80±3,48
[Fe VII]*	3757,0	99,0	931	5,21±2,30	27,33±12,07
[Fe VII]	3758,6	99,0	341	5,91±0,84	30,99±4,42
[Fe V]	3836,3	54,8	542	2,71±0,28	13,91±1,46
[Ne III]	3867,9	41,0	372	26,60±0,20	135,28±1,00
[Fe V]	3890,3	54,8	535	8,56±0,28	43,24±1,44
[Ne III]	3967,1	41,0	363	4,50±0,20	22,19±0,97
[Ne III]*	3972,5	41,0	1339	16,84±0,73	82,68±3,58
[S II]	4068,2	10,4	304	1,53±0,27	7,29±1,28
[S II]	4075,9	10,4	303	0,19±0,27	0,89±1,28
Hδ*	4084,9	0,0	2792	12,92±2,47	61,06±11,69
Hδ	4101,3	0,0	433	6,10±0,39	28,70±1,81
[O II]	4319,5	13,6	475	0,98±0,76	4,25±3,30
Hγ*	4337,3	0,0	2787	17,82±4,50	76,48±19,31
Hγ	4340,1	0,0	434	8,73±0,70	37,47±3,01
[O III]	4362,6	35,1	367	9,00±0,60	38,28±2,53
[Fe III]	4657,8	16,2	630	1,32±0,85	5,00±3,23
He II*	4684,3	0,0	1226	5,51±1,67	20,68±6,27
He II	4685,3	0,0	343	4,03±0,47	15,12±1,75
Hβ*	4852,5	0,0	2786	36,47±6,26	128,99±22,13
Hβ	4861,3	0,0	433	20,56±0,97	72,58±3,44
[O III]	4958,1	35,1	366	34,47±0,84	117,73±2,87
[O III]	5006,0	35,1	363	105,05±0,84	352,90±2,83
[Fe VII]*	5146,3	99,0	933	1,23±0,88	3,96±2,81
[Fe VII]	5158,6	99,0	341	1,29±0,32	4,14±1,03
[Fe VI]	5175,7	75,0	452	1,41±0,43	4,51±1,36
[N I]	5199,1	0,0	271	0,37±0,26	1,19±0,82
[Fe VII]*	5271,7	99,0	932	1,39±0,91	4,33±2,84
[Fe VII]	5276,0	99,0	341	0,44±0,33	1,38±1,04
[Fe XIV]	5302,2	361,0	404	0,78±0,26	2,42±0,79
[Ca V]	5308,8	67,1	379	1,03±0,24	3,18±0,74
[Fe VII]*	5718,2	99,0	931	1,22±0,83	3,43±2,33
[Fe VII]	5721,0	99,0	341	2,85±0,30	8,01±0,85
[N II]	5754,3	14,5	318	0,39±0,17	1,09±0,48
He I*	5859,3	0,0	2896	4,86±1,73	13,30±4,74
He I	5875,9	0,0	459	1,94±0,28	5,29±0,75
[Fe VII]*	6082,4	99,0	932	1,90±0,45	4,99±1,18
[Fe VII]	6086,8	99,0	341	4,32±0,17	11,34±0,43
[O I]	6299,4	0,0	339	2,58±0,20	6,53±0,52
[S III]	6312,7	23,3	429	0,75±0,26	1,89±0,65
[O I]	6362,9	0,0	336	0,81±0,20	2,03±0,51
[Fe X]	6374,9	235,0	532	3,95±0,32	9,87±0,81
[N II]	6546,7	14,5	320	2,68±0,20	6,51±0,48
Hα*	6556,0	0,0	2750	137,07±1,72	332,23±4,17
Hα	6563,4	0,0	428	61,78±0,27	149,68±0,65
[N II]	6582,0	14,5	318	8,04±0,20	19,41±0,48
[S II]	6715,9	10,4	305	2,67±0,20	6,30±0,46
[S II]	6730,3	10,4	304	2,57±0,20	6,05±0,46
He I	7064,9	0,0	459	1,48±0,30	3,30±0,67
[Ar III]	7135,3	27,6	329	1,38±0,18	3,04±0,40
[O II]	7320,5	13,6	476	0,81±0,28	1,72±0,59
[O II]	7330,3	13,6	475	0,21±0,28	0,45±0,59
[S XII]	7609,6	504,8	291	0,56±0,14	1,14±0,29
[Ar III]	7750,6	27,6	329	0,48±0,16	0,95±0,33
[Fe XI]	7892,0	262,1	357	1,51±0,19	2,93±0,36

*Componente larga da linha

Tabela 4.9 - Fluxos das linhas para a III ZW 77 no NIR. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-15} erg s^{-1} cm^{-2}

íon	λ_{obs} (Å)	IP (eV)	FWHM	Fluxo	Fluxo corrigido
O I	8448,9	0,0	920	2,94±0,46	5,26±0,82
[S III]	9069,0	23,3	415	3,85±0,31	6,42±0,51
[S III]*	9074,5	23,3	1524	2,00±1,13	3,34±1,88
H I*	9217,3	0,0	1691	5,47±1,27	9,00±2,10
H I	9233,0	0,0	412	0,17±0,31	0,28±0,51
[S III]	9531,0	23,3	416	8,31±0,32	13,33±0,52
[S III]*	9536,5	23,3	1526	7,48±1,19	11,99±1,90
[S VIII]	9913,2	280,9	396	1,62±0,14	2,52±0,22
H I*	10036,0	0,0	1691	3,27±0,27	5,05±0,41
H I	10052,3	0,0	412	1,46±0,07	2,25±0,10
He II*	10092,0	0,0	3494	5,43±0,56	8,35±0,85
He II	10125,1	0,0	527	2,36±0,08	3,62±0,13
[Fe XIII]	10747,8	330,8	361	1,28±0,17	1,89±0,25
[Fe XIII]	10798,9	330,8	359	0,57±0,17	0,84±0,25
He I	10832,2	0,0	458	32,03±0,22	46,99±0,32
He I*	10849,1	0,0	3724	23,79±1,77	34,92±2,59
H I*	10927,3	0,0	1684	4,55±0,80	6,65±1,17
H I	10941,3	0,0	412	2,74±0,20	4,00±0,29
O I	11286,1	0,0	920	2,02±0,20	2,89±0,29
[S IX]	12526,0	351,1	509	1,87±0,17	2,53±0,23
[Fe II]	12562,5	7,9	385	0,57±0,24	0,76±0,32
H I*	12813,5	0,0	1690	13,74±0,42	18,37±0,56
H I	12822,3	0,0	412	3,28±0,10	4,40±0,14
[Si X]	14302,6	351,1	471	4,76±0,19	6,09±0,25
[Fe II]	16432,3	7,9	384	0,63±0,31	0,76±0,37
H I*	18748,8	0,0	1690	25,46±1,00	29,89±1,18
H I	18757,0	0,0	412	6,27±0,24	7,35±0,29
[Si VI]	19631,3	166,8	497	4,27±0,17	4,95±0,20
H I*	21642,1	0,0	1691	2,49±0,36	2,82±0,41
H I	21663,7	0,0	412	0,72±0,09	0,82±0,10
[Ca VIII]	23218,1	127,7	320	1,18±0,13	1,32±0,15

*Componente larga da linha

4.4 MRK 1388

Para a galáxia MRK 1388, os ajustes com o pPXF estão expostos nas figuras 4.16 e 4.17 , no óptico e infravermelho, respectivamente. No ajuste do NIR, assim como a ESO 138 G1, foram ajustados dois componentes de corpos negros com temperaturas

de 700 K e 1000 K, porém, como para a ESO 138 G1, o perfil é quase que majoritariamente representado pelo corpo negro de 1000 K. Sobre esse aspecto é possível identificar algo que não seria intuitivo, isto é, sendo a MRK 1388 uma Seyfert 1, o esperado era observar uma influência da poeira com temperaturas mais altas do que a ESO 138 G1, que é uma Seyfert 2. Isso porque a área observada abrange a região mais interna do toroide de gás e poeira seguindo a morfologia do modelo unificado de Antonucci (1993). Sendo assim, o que é possível afirmar para esse grupo de galáxias, é que a forma da emissão da poeira quente não possui uma influência estreita entre as classificações tipo 1 e tipo 2.

Os ajustes de gaussianas gerados a partir do LINER estão exibidos nas figuras 4.18 e 4.19. Na Tabela 4.10 estão os valores obtidos para E(B-V), sendo que os indicadores que apresentaram valores consistentes foram tomados a partir da razão entre as linhas de H I do NIR. A Figura 4.20 mostra o espectro observado antes e depois da correção por avermelhamento. E por fim, as tabelas 4.11 e 4.12 contêm as informações referentes às medidas dos fluxos com e sem a correção da extinção no óptico e NIR, respectivamente. Na MRK 1388 também foi identificada a linha de emissão do íon [S XII] 7611Å com a mesma largura e centrada no mesmo comprimento de onda que a III ZW 77.

Figura 4.16 - Ajuste do pPXF no óptico para a MRK 1388 G1

Figura 4.17 - Ajuste do pPXF no NIR para a MRK 1388

Figura 4.18 - O mesmo que a Figura 4.3 para a MRK 1388

Figura 4.19 - O mesmo que a Figura 4.4 para a MRK 1388

Tabela 4.10 - E(B-V) obtido por razões de linhas para a MRK 1388

Indicadores	Valor (mag)
E(B-V)$_{Pa_\beta/Br_\gamma}$	0,32 ± 0,26
E(B-V)$_{Pa_\gamma/Br_\gamma}$	0,10 ± 0,05
E(B-V)$_{Pa_\delta/Br_\gamma}$	0,16 ± 0,06
E(B-V)$^*_{[FeII]}$	0,00 ± 0,00
E(B-V)$^*_{H_\alpha/H_\beta}$	0,00 ± 0,00
<E(B-V)>	0,19 ± 0,05

*Valor não utilizado na média

Figura 4.20 - Correção do avermelhamento. Em vermelho está o espectro antes da correção e em azul depois da correção

Tabela 4.11 - Fluxos das linhas para a MRK 1388 no óptico. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-15} erg s^{-1} cm^{-2}

íon	λ_{obs} (Å)	IP (eV)	FWHM	Fluxo	Fluxo corrigido
[Ne III]	3868,4	41,0	513	51,75±0,52	118,69±1,20
[Fe V]	3889,6	54,8	564	11,09±0,58	25,35±1,33
[Ne III]	3967,9	41,0	515	21,83±0,54	49,16±1,22
[S II]	4069,0	10,4	397	8,67±0,52	19,21±1,14
[S II]	4076,7	10,4	396	3,21±0,52	7,10±1,14
Hδ*	4099,8	0,0	1024	6,15±1,03	13,55±2,26
Hδ	4101,7	0,0	336	5,90±0,34	12,99±0,74
[O II]	4319,0	13,6	466	0,85±0,32	1,80±0,68
Hγ*	4338,4	0,0	1025	9,10±0,71	19,13±1,49
Hγ	4340,4	0,0	336	10,69±0,23	22,49±0,49
[O III]*	4360,0	35,1	1385	7,32±0,96	15,32±2,02
[O III]	4362,9	35,1	353	13,69±0,25	28,66±0,51
[Fe III]	4658,3	16,2	459	1,10±0,56	2,17±1,10
He I	4471,2	0,0	333	0,95±0,18	1,94±0,36
[Ar IV]	4711,1	40,7	445	0,96±0,55	1,88±1,06
[Ar IV]	4740,0	40,7	447	2,04±0,55	3,96±1,07
He II	4685,4	0,0	381	10,07±0,77	19,82±1,51
Hβ*	4859,5	0,0	1028	15,38±1,12	29,28±2,14
Hβ	4861,4	0,0	336	21,49±0,37	40,86±0,70
[O III]*	4956,4	35,1	1398	46,62±2,69	87,15±5,03
[O III]	4959,2	35,1	358	64,22±0,69	120,01±1,29
[O III]*	5003,5	35,1	1385	130,52±2,69	243,14±5,01
[O III]	5007,2	35,1	355	197,59±0,69	367,27±1,28
[Fe VI]	5145,7	75,0	308	0,92±0,15	1,68±0,27
[Fe VII]	5158,8	99,0	381	1,83±0,19	3,32±0,34
[Fe VI]	5176,0	75,0	308	1,06±0,15	1,92±0,28
[N II]	5199,5	14,5	334	1,10±0,17	1,98±0,30
[Fe VII]	5274,7	99,0	380	1,57±0,19	2,80±0,35
[Fe XIV]	5301,9	361,0	319	0,76±0,19	1,36±0,34
[Ca V]	5309,3	67,1	371	1,90±0,22	3,37±0,40
[Fe VI]	5335,4	75,0	308	0,82±0,16	1,46±0,28
He II	5412,2	0,0	381	0,91±0,21	1,59±0,38
[Fe VI]	5425,2	75,0	292	0,52±0,15	0,90±0,27
[Fe VI]	5678,3	75,0	294	0,50±0,16	0,85±0,27
[Fe VII]	5721,0	99,0	380	5,19±0,21	8,79±0,36
[N II]	5754,8	14,5	520	2,28±0,29	3,85±0,49
He I*	5875,3	0,0	1762	1,87±0,77	3,12±1,28
He I	5876,1	0,0	333	2,24±0,15	3,74±0,24
[Fe VII]	6086,7	99,0	380	7,73±0,22	12,65±0,37
[O I]	6301,3	0,0	398	10,59±0,31	17,02±0,49
[S III]*	6308,3	23,3	986	2,26±0,53	3,63±0,85
[S III]	6310,6	23,3	317	1,50±0,17	2,41±0,27
[O I]	6364,8	0,0	398	3,66±0,22	5,84±0,34
[Fe X]	6374,3	235,0	318	3,85±0,17	6,14±0,28
[N II]	6549,1	14,5	565	12,08±0,32	19,02±0,50
Hα*	6562,3	0,0	1028	43,51±0,76	68,30±1,19
Hα	6563,2	0,0	336	56,36±0,25	88,54±0,39
[N II]	6584,5	14,5	562	35,19±0,42	55,16±0,65
[S II]	6717,6	10,4	398	6,11±0,30	9,47±0,46
[S II]	6732,0	10,4	397	7,68±0,30	11,89±0,46
[Ar V]	7004,2	59,8	618	1,61±0,63	2,43±0,95
He I	7065,7	0,0	333	1,22±0,34	1,83±0,51
[Ar III]	7136,7	27,6	445	5,04±0,46	7,53±0,69
[O II]	7320,4	13,6	467	4,14±0,32	6,09±0,48
[O II]	7330,7	13,6	466	3,33±0,32	4,90±0,48
[S XII]	7609,6	504,8	263	0,62±0,19	0,89±0,27
[Ar III]	7752,0	27,6	445	1,29±0,32	1,83±0,46
[Fe XI]	7891,8	262,1	297	2,17±0,15	3,04±0,21

*Componente larga da linha

Tabela 4.12 - Fluxos das linhas para a MRK 1388 no NIR. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-15} erg s^{-1} cm^{-2}

íon	λ_{obs} (Å)	IP (eV)	FWHM	Fluxo	Fluxo corrigido
[S III]*	9069,9	23,3	986	11,74±2,41	15,19±3,12
[S III]	9072,2	23,3	317	14,45±0,78	18,82±1,01
[S III]*	9531,9	23,3	987	33,04±2,41	41,98±3,06
[S III]	9534,2	23,3	318	31,14±0,78	39,56±0,99
[S VIII]	9914,9	280,9	289	3,89±0,69	4,88±0,86
H I	10052,1	0,0	356	3,24±0,50	4,04±0,62
He II	10126,6	0,0	403	5,23±0,52	6,51±0,65
[S II]	10290,8	10,4	396	3,64±0,44	4,50±0,54
[S II]	10323,5	10,4	395	4,66±0,44	5,76±0,54
[S II]	10340,1	10,4	395	3,33±0,44	4,11±0,54
[S II]	10374,0	10,4	393	1,51±0,44	1,86±0,54
[N I]	10405,2	0,0	753	3,85±0,85	4,75±1,04
[Fe XIII]	10750,7	330,8	415	2,21±0,45	2,69±0,55
[Fe XIII]	10801,8	330,8	413	4,93±0,45	6,00±0,55
He I	10834,7	0,0	471	77,90±0,52	94,75±0,63
H I	10941,8	0,0	356	5,58±0,40	6,77±0,48
[S IX]	12527,9	328,2	327	4,10±0,55	4,79±0,65
[Fe II]	12572,2	7,9	591	4,90±0,92	5,72±1,07
H I	12822,7	0,0	356	9,43±0,63	10,95±0,73
[Si X]	14305,3	351,1	245	5,67±0,43	6,43±0,49
[Fe II]	16442,0	7,9	591	3,51±1,20	3,88±1,33
[Si VI]	19638,1	166,8	370	5,20±0,46	5,61±0,50
H I	21666,1	0,0	356	1,85±0,26	1,97±0,28
[Ca VIII]	23225,9	127,7	316	2,50±0,47	2,65±0,50

*Componente larga da linha

4.5 SDSS J164126.90+432121.5

Para a galáxia SDSS J164126.90+432121.5, os ajustes com o pPXF estão expostos nas figuras 4.21 e 4.22, no óptico e infravermelho, respectivamente. No trabalho de Rose et al. (2015b) ela é descrita como uma Seyfert 2, porém, o espectro no NIR mostra que ela é uma Seyfert 1 por apresentar linhas largas de H I (com velocidades que chegam a 1952 km s^{-1}). No ajuste do NIR, foram modeladas duas componentes de corpos negros com temperaturas de 700K e, com maior representação, 1500K. O código não consegue identificar, dentro da biblioteca de espectros estelares, uma representação do contínuo no NIR. O que foi realizado desta forma foi uma aproxi-

mação na forma de lei de potência da forma: $0,6 \times \lambda^{-0,25}$, sendo λ o comprimento de onda em Å. Identificando esse mesmo perfil no óptico, que neste caso, foi composto também por uma componente de população estelar. Os ajustes de gaussianas gerados a partir do LINER estão exibidos nas figuras 4.24 e 4.25. Como o espectro observado não apresenta as linhas de [Fe II] (1,257 μm e 1,644 μm) e não cobre até a faixa de Brγ (2.166 μm), a razão de linhas utilizadas para determinar o avermelhamento foi unicamente H_α/H_β, obtendo o valor de: E(B-V)$_{H_\alpha/H_\beta}$ = 0,22±0,01. A Figura 4.23 mostra o espectro observado antes e depois da correção por avermelhamento. E por fim, as tabelas 4.13 e 4.14 contêm as informações referentes às medidas dos fluxos com e sem a correção da extinção no óptico e NIR, respectivamente.

Figura 4.21 - Ajuste do pPXF no óptico para a SDSS J164126.90+432121.5

Figura 4.22 - Ajuste do pPXF no NIR para a SDSS J164126.90+432121.5

Figura 4.23 - Correção do avermelhamento para a SDSS J164126.90+432121.5. Em vermelho está o espectro antes da correção e em azul depois da correção

Figura 4.24 - O mesmo que a Figura 4.3 para a SDSS J164126.90+432121.5

Figura 4.25 - O mesmo que a Figura 4.4 para a SDSS J164126.90+432121.5

Tabela 4.13 - Fluxos das linhas para a SDSS J164126.90+432121.5 no óptico. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-15} erg s^{-1} cm^{-2}

íon	λ_{obs} (Å)	IP (eV)	FWHM	Fluxo	Fluxo corrigido
[Ne V]	3343,6	97,1	914	1,40±0,21	4,01±0,60
[Ne V]	3423,7	97,1	913	4,16±0,21	11,71±0,60
[O II]	3727,1	13,6	533	1,08±0,09	2,90±0,24
[Fe VII]	3757,0	99,0	797	0,68±0,13	1,81±0,34
[Ne III]	3868,6	41,0	637	1,58±0,17	4,15±0,44
[Fe V]	3890,2	54,8	633	0,36±0,17	0,93±0,44
[Ne III]	3968,5	41,0	640	0,49±0,17	1,26±0,45
Hδ	4101,7	0,0	561	0,35±0,08	0,87±0,20
Hγ	4339,2	0,0	562	0,40±0,06	0,95±0,14
[O III]*	4350,8	35,1	1495	0,95±0,16	2,24±0,38
[O III]	4364,6	35,1	656	0,47±0,07	1,11±0,17
He II	4684,1	0,0	715	0,57±0,08	1,25±0,18
Hβ*	4859,9	0,0	1968	1,48±0,20	3,13±0,42
Hβ	4861,7	0,0	562	1,08±0,06	2,28±0,12
[O III]*	4946,1	35,1	1512	1,30±0,19	2,70±0,39
[O III]	4959,9	35,1	663	2,61±0,08	5,41±0,17
[O III]*	4994,0	35,1	1497	3,03±0,19	6,24±0,38
[O III]	5007,8	35,1	656	7,65±0,08	15,70±0,17
[Fe VII]	5156,5	99,0	796	0,29±0,07	0,57±0,14
[Fe VII]	5718,2	99,0	797	0,40±0,08	0,75±0,14
[Fe VII]	6084,4	99,0	797	0,49±0,08	0,86±0,15
[N II]	6547,4	14,5	448	0,38±0,06	0,65±0,11
Hα*	6563,4	0,0	1969	4,96±0,29	8,38±0,48
Hα	6564,6	0,0	562	4,58±0,08	7,74±0,14
[N II]	6582,7	14,5	446	1,14±0,06	1,92±0,11
[S II]	6716,9	10,4	533	0,29±0,04	0,48±0,07
[S II]	6727,2	10,4	533	0,24±0,04	0,39±0,07

*Componente larga da linha

Tabela 4.14 - Fluxos das linhas para a SDSS J164126.90+432121.5 no NIR. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-16} erg s^{-1} cm^{-2}

íon	λ_{obs} (Å)	IP (eV)	FWHM	Fluxo	Fluxo corrigido
[OI]	8450,7	0,0	503	1,96±0,28	2,77±0,39
[S III]	9072,0	23,3	804	6,23±0,61	8,44±0,82
[S III]	9534,1	23,3	805	16,41±0,64	21,70±0,85
[S VIII]*	9908,5	280,9	968	1,77±0,72	2,30±0,93
[S VIII]	9917,0	280,9	149	0,25±0,11	0,32±0,14
H I*	10026,5	0,0	1952	2,22±2,71	2,87±3,50
H I	10052,3	0,0	598	1,39±0,83	1,80±1,07
He II*	10110,4	0,0	387	0,85±0,16	1,10±0,21
He II	10129,0	0,0	493	1,29±0,21	1,66±0,27
Fe II**	10482,7	7,9	330	1,27±0,14	1,62±0,18
Fe II**	10495,3	7,9	175	0,48±0,08	0,62±0,10
Fe II	10505,3	7,9	233	0,68±0,10	0,86±0,13
Fe II**	10516,3	7,9	223	1,19±0,10	1,51±0,12
Fe II**	10527,8	7,9	183	0,42±0,08	0,53±0,10
[Fe XIII]	10749,0	330,8	1949	3,54±1,75	4,46±2,20
[Fe XIII]	10800,0	330,8	1939	1,80±1,75	2,26±2,20
He I*	10828,7	0,0	1672	15,09±1,51	18,97±1,90
He I	10836,6	0,0	600	14,24±0,54	17,83±0,68
H I*	10921,2	0,0	1951	3,47±1,78	4,35±2,23
H I	10947,0	0,0	598	2,53±0,55	3,17±0,68
H I*	12802,6	0,0	1950	5,66±2,08	6,74±2,48
H I	12828,3	0,0	598	4,95±0,64	5,89±0,76
[Si X]	14297,0	351,1	886	2,91±0,50	3,37±0,58
H I*	18733,4	0,0	1950	8,92±1,54	9,80±1,69
H I	18759,2	0,0	598	11,65±0,47	12,86±0,52
H_2	19578,0	0,0	700	3,22±0,44	3,52±0,49
[Si VI]	19636,0	166,8	722	4,85±0,46	5,29±0,50

*Componente larga da linha

**Componente associada a Fe II 10505 Å

4.6 SDSS J124134.25+442639.2

Para a galáxia SDSS J124134.25+442639.2, só foi realizada a análise do espectro óptico, já que este objeto não foi observado no NIR. O ajuste com o pPXF está exposto na Figura 4.26. Os ajustes de gaussianas gerados a partir do LINER estão exibidos na Figura 4.28. A razão de linhas utilizadas para determinar o avermelhamento foi H_α/H_β, obtendo o valor de: E(B-V)$_{H_\alpha/H_\beta}$ = 0,27±0,01. A Figura 4.27 mostra o

espectro observado antes e depois da correção por avermelhamento. A Tabela 4.15 contém as informações referentes às medidas dos fluxos com e sem a correção da extinção.

Figura 4.26 - Ajuste do pPXF no óptico para a SDSS J124134.25+442639.2

Figura 4.27 - Correção do avermelhamento para a J124134.25+442639.2. Em vermelho está o espectro antes da correção e em azul depois da correção

Figura 4.28 - O mesmo que a Figura 4.4 para a SDSS J124134.25+442639.2

Tabela 4.15 - Fluxos das linhas para a J124134.25+442639.2 no óptico. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-16} erg s^{-1} cm^{-2}

íon	λ_{obs} (Å)	IP	FWHM	Fluxo	Fluxo corrigido
[O II]	3729,2	13,6	199	2,62±1,16	8,43±3,73
[Fe VII]	3759,0	99,0	226	7,02±1,20	22,46±3,84
[Ne III]	3868,9	41,0	298	11,26±0,88	35,39±2,77
[Ne III]	3967,6	41,0	298	2,70±0,90	8,27±2,76
Hγ	4340,1	0,0	242	3,35±0,80	9,32±2,22
[O III]	4363,0	35,1	251	6,73±0,75	18,59±2,07
He II	4685,8	0,0	248	5,16±0,71	13,05±1,79
Hβ	4861,3	0,0	242	7,39±0,65	17,89±1,58
[O III]	4959,1	35,1	253	8,65±0,70	20,47±1,65
[O III]	5007,0	35,1	251	25,13±0,70	58,77±1,63
[Fe VII]	5157,9	99,0	226	0,89±0,41	2,01±0,93
[Fe VI]	5176,5	75,0	199	1,48±0,44	3,35±1,00
[Ca V]	5309,1	67,1	177	1,49±0,33	3,29±0,73
[Fe VII]	5722,0	99,0	226	2,96±0,43	6,11±0,89
[Fe VII]	6087,2	99,0	226	4,92±0,46	9,69±0,90
[O I]	6300,7	0,0	228	3,24±0,50	6,22±0,97
[O I]	6364,2	0,0	226	1,02±0,50	1,94±0,96
[Fe X]	6375,3	235,0	235	8,14±0,53	15,49±1,00
[Ar V]	6436,7	59,8	228	0,58±0,25	1,10±0,47
[N II]	6548,6	14,5	229	1,10±0,31	2,05±0,58
Hα	6563,3	0,0	242	28,84±0,33	53,59±0,62
[N II]	6584,0	14,5	228	3,31±0,31	6,14±0,58
[S II]	6716,6	10,4	225	0,86±0,26	1,56±0,47
[S II]	6731,0	10,4	224	0,95±0,26	1,73±0,47
[Fe XI]	6984,1	262,1	247	1,11±0,53	1,97±0,93
[Ar V]	7004,5	59,8	288	1,11±0,62	1,96±1,10
[Ar III]	7136,4	27,6	246	1,08±0,54	1,88±0,94
[O II]	7321,1	13,6	200	1,16±0,36	1,97±0,62
[O II]	7330,9	13,6	199	0,79±0,36	1,35±0,61
[Fe XI]	7892,9	262,1	248	5,53±0,60	8,81±0,96

4.7 2MASX J113111.05+162739

Para a galáxia 2MASX J113111.05+162739, só foi realizada a análise do espectro no NIR, já que o espectro óptico não está disponível. O ajuste com o pPXF está exposto na Figura 4.29. Para ajustar o contínuo foram utilizados três componentes de corpos negros com temperaturas de 700 K, 1300 K e 1500 K. Os ajustes de

gaussianas gerados a partir do LINER estão exibidos na Figura 4.30. No catálogo Véron-Cetty e Véron (2006) ela é descrita como uma Seyfert 2, porém, o espectro no NIR mostra que ela é uma Seyfert 1 por apresentar linhas largas de H I (com velocidades que chegam a 2985 km s^{-1}). Como o espectro utilizado nesta análise não cobre até a faixa de Brγ (2.166 μm) e não foi possível identificar a linha de [Fe II] 1,644 μm, não foi possível corrigir o espectro por avermelhamento. Sendo assim, para a nossa análise, essa galáxia se torna profícua apenas para obter o modelo da emissão da poeira quente na faixa 1 - 2 μm, e assim construir a SED do toróide de gás e poeira. A Tabela 4.16 contêm as informações referentes as medidas dos fluxos sem a correção da extinção.

Figura 4.29 - Ajuste do pPXF no óptico para a 2MASX J113111.05+162739

Figura 4.30 - O mesmo que a Figura 4.3 para a SDSS 2MASX J113111.05+162739

Tabela 4.16 - Fluxos das linhas para a 2MASX J113111.05+162739 no NIR. FWHM está em unidades de km s^{-1} e os fluxos em 10^{-16} erg s^{-1} cm^{-2}

íon	λ_{obs} (Å)	IP	FWHM	Fluxo
[S III]	9069,9	23,3	569	10,81±2,25
H I	9228,8	0,0	455	1,81±1,68
H I*	9238,8	0,0	2985	5,63±11,03
[S III]	9531,9	23,3	570	29,01±2,37
[S VIII]	9913,1	280,9	535	5,82±2,19
H I	10049,5	0,0	455	3,62±1,78
H I*	10066,6	0,0	2984	14,88±11,71
He II	10122,3	0,0	1077	9,61±4,51
[Fe XIII]	10749,9	330,8	622	6,75±1,61
[Fe XIII]	10801,0	330,8	619	7,52±1,61
He I	10831,2	0,0	465	94,16±1,21
He I*	10845,6	0,0	1259	42,64±3,28
H I	10940,6	0,0	455	7,08±1,20
H I*	10944,5	0,0	2987	28,53±7,86
[S IX]	12526,2	328,2	365	3,08±1,03
[Fe II]	12568,7	7,9	558	5,75±1,58
H I	12820,2	0,0	455	13,16±1,34
H I*	12838,2	0,0	2983	17,57±8,83
[Si X]	14302,3	351,1	570	11,15±1,58
H I	18754,3	0,0	455	34,51±1,15
H I*	18767,6	0,0	2985	42,33±7,57
[S XI]	19212,0	447,1	344	2,25±0,84
H2	19576,4	0,0	457	3,54±1,42
[Si VI]	19634,5	166,8	617	15,37±0,96

*Componente larga da linha

4.8 Considerações sobre o avermelhamento e classificação

Segundo (ROSE et al., 2015a), valores elevados da razão Hα/Hβ não são justificáveis pela extinção intrínseca devido aos grãos de poeira nas CLiF AGNs. Isso porque os valores da razão Hγ/Hβ são consistentes com o valor intrínseco do caso B, de 0,47 para densidades eletrônicas na faixa de 10^2-10^4 cm^{-3}, com limite de temperatura de 10000 K (OSTERBROCK; FERLAND, 2006). Desta forma, os autores argumentaram que não é necessário para a análise das razões de linhas corrigir o espectro por avermelhamento. Porém, por meio de razões de linhas no óptico e principalmente no infravermelho, foram obtidos valores > 0,19 mag para E(B-V). Sendo assim, para

obter valores confiáveis para as medidas dos fluxos das linhas de emissão, é necessário levar em consideração os efeitos de avermelhamento produzidos pela poeira.

Uma importante consideração no que diz respeito aos dados Sloan da amostra das CLiF AGNs, é que a contribuição da população estelar no espectro pode afetar os decrementos de Balmer (vide seção 1.8). Na Tabela 4.17 é possível verificar a diferença entre as razões Hα/Hβ obtidas por Rose et al. (2015a), e as razões obtidas após a remoção do ajuste de população estelar realizado pelo pPXF. Para quase todas as galáxias, após a minimização da influência estelar, a razão Hα/Hβ diminuiu, menos para a ESO 138 G1. Porém esta, utilizando diversos indicadores no NIR, mostrou ter uma grande contribuição de extinção por grãos de poeira.

Rose et al. (2015b) utilizaram dados fotométricos do WISE, e por meio de um modelo para AGNs do tipo 2, que utiliza o índice de cor [W2-W4] para verificar o ângulo de inclinação do toróide de gás e poeira, concluíram que, de sua amostra, os AGNs de tipo 1 e 2 encontram-se em regiões intermediária. Entretanto, como pode ser observado na Tabela 4.17, apenas duas CLiF AGNs são do tipo 2.

Tabela 4.17 - Nesta tabela estão inclusos: valores de <E(B-V)> obtidos pelas análises descritas nesse capítulo, valores do decremento de Balmer medidos por Rose et al. (2015a) (Hα/Hβ_{REF}) e após a subtração da população estelar (Hα/H$\beta_{Sub.\ Pop}$), a classificação das galáxias com relação ao seu tipo espectral definidos por Rose et al. (2015b) (Class.$_{REF}$) e pela nossa análise (Class.$_{Opt.+NIR}$)

Galáxia	<E(B-V)>	Hα/Hβ_{REF}	Hα/H$\beta_{Sub.\ Pop}$	Class.$_{REF}$	Class.$_{Opt.+NIR}$
ESO 138 G1	0,49±0,05	4,25±0,10	4,92±0,05	Tipo 2	Tipo 2
III ZW 77	0,33±0,05	4,15±0,13	3,49±0,39	Tipo 1	Tipo 1
NGC 424	0,29±0,03	5,77±1,00	4,85±0,37	Tipo 2	Tipo 1
SDSS J124+44	0,27±0,01	6,36±0,21	3,90±0,35	Tipo 2	Tipo 2
SDSS J164+43	0,22±0,01	5,38±0,19	3,72±0,43	Tipo 2	Tipo 1
MRK 1388	0,19±0,05	3,95±0,12	2,71±0,90	Tipo 2	Tipo 1
2MASX J113+16	-	5,00±0,17	-	Tipo 2	Tipo 1

5 RESULTADOS

5.1 Cinemática das linhas de emissão

Alguns estudos afirmam que as CLs tendem a ser mais largas do que as FLILs e indicam uma correlação entre a largura dessas linhas e o potencial de ionização necessário para ionizar o material (WILSON, 1979; PELAT et al., 1981; EVANS, 1988). A interpretação para esses resultados indica que a CLR está localizada entre a NLR e a BLR, por apresentarem linhas mais largas do que as linhas do gás da NLR e pelo material que produz as CLs possuir uma densidade crítica de desexcitação proporcional a largura da linha (ROBERTIS; OSTERBROCK, 1984). Porém, em estudos mais recentes Rodríguez-Ardila et al. (2011) utilizando linhas com espectros do NIR, verificou que a correlação entre FHWM e IP das CLs existe só até 300 eV. Acima desse valor, a FWHM das linhas se mantêm constantes ou decrescem com o IP. Sendo assim, é possível que exista uma deficiência sobre os modelos de fotoionização, já que eles presumem uma correlação entre a FWHM e IP das linhas de emissão para cada íon. A outra possibilidade para a produção desses íons são choques que excitariam e o gás da NLR (OSTERBROCK; PARKER, 1964; OKE; SARGENT, 1968) ou a possibilidade intermediária, a combinação entre esses dois processos (VIEGAS-ALDROVANDI; CONTINI, 1989). Para analisar as condições físicas da região de emissão coronal, é necessário verificar se existe a correlação entre FHWM e IP. E assim, obter aportes para modelar os mecanismos de excitação que produzem as linhas coronais e, desta forma, obter valores de parâmetros de densidade e ionização mais fidedignos às condições reais do gás.

Sobre a análise da cinemática do gás emissor neste trabalho, no que se refere à relação FWHM vs IP, assim como o trabalho de Rose et al. (2015a), não foi identificada uma correlação, mesmo com a introdução de linhas no NIR de mais alto potencial de ionização. E apesar de não haver uma correlação, o FWHM das linhas está próximo ao valor médio medido em cada galáxia. Sendo assim, o mesmo resultado de Rose et al. (2015a) foi obtido, para as CLiF AGNs. Não há uma clara distinção entre as linhas coronais e as linhas de baixo potencial de ionização. Os gráficos de FWHM vs IP, para a amostra de 7 CLiF AGNs podem ser vistos na Figura 5.1.

Figura 5.1 - Relação entre FWHM e IP das linhas de emissão identificadas nas CLiF AGNs. Os pontos azuis representam as medidas tomadas no óptico, em vermelho no NIR, a linha tracejada vertical representa o limite para as linhas coronais (adotado nesse trabalho como sendo 99 eV), a linha tracejada horizontal o valor médio entre as larguras das linhas. Os pontos marcados por uma estrela em ciano representam componentes largas de linhas

.

O que é possível concluir sobre as CLiF AGNS, é que a região onde essas linhas são produzidas compartilha as mesmas características cinemáticas que a do gás responsável pela emissão das linhas de baixo potencial de ionização. Torna-se assim, incerto posicionar a região de emissão coronal para as CLiF AGNs entre a BLR e a NLR como sugerem os trabalhos de Wilson (1979), Pelat et al. (1981) e Evans (1988). Não é possível identificar uma estratificação entre o gás da NLR e o gás responsável pela emissão coronal. Concluímos, então, que a NLR das CLiF AGN é possivelmente compacta, de raio $< 1''$. Essa evidência é corroborada pelo fato de que em nenhum caso, indícios de emissão estendida da NLR foram encontrados.

5.2 Comparação entre as SEDs e os modelos CLUMPY

Segundo o modelo unificado (ANTONUCCI, 1993), as diferentes características espectrais dos AGNs são explicadas pelo ângulo de visada do toróide de gás e poeira que circunda a região da fonte central com simetria axial. Essa estrutura de poeira é responsável por absorver uma fração do contínuo óptico/UV produzido pela fonte central, re-emitindo-o em comprimentos de onda do infravermelho, deixando uma assinatura característica na SED da galáxia. Um exemplo destas assinaturas encontra-se na região de 9,7 μm, onde evidências da presença de silicato são frequentemente observadas, para o caso de AGNs do tipo 1 na forma de emissão e para os tipo 2 na forma de absorções.

Segundo Audibert et al. (2016), durante as duas últimas décadas, vários modelos foram desenvolvidos para descrever a SED do toróide de gás e poeira. Atualmente o que melhor descreve o perfil e a natureza da região de 9,7 μm da SED no infravermelho são os modelos CLUMPY (NENKOVA et al., 2008a; NENKOVA et al., 2008b).

Os modelos CLUMPY possuem como parâmetros: o número de nuvens na direção da linha de visada (N_0); a razão entre raio externo e interno do toróide de gás e poeira (Y); o índice da lei de potência que descreve a densidade radial do toróide (q); o ângulo formado entre o centro do sistema e a parede externa do toróide (σ); a profundidade óptica (τ_ν); o ângulo do toróide de gás e poeira com relação ao observador (i). Sendo esse último (i), o mais relevante para o nosso trabalho.

Os trabalhos de Rose et al. (2015a), Rose et al. (2015b) e Glidden et al. (2016), justificam que a presença das florestas de linhas coronais se dá por conta desses AGNs estarem sendo observados em um ângulo interposto entre o que define um AGN de ser do tipo 1 ou tipo 2. Segundo Marin (2014), o ângulo intermediário é

entre 45º a 60º. O pressuposto da influência angular da observação e a floresta de linhas coronais é que o ângulo intermediário providencia uma vista privilegiada da parede interna do toróide de gás e poeira, que por estar no limite do raio de sublimação de poeira, apresenta grãos mais refrativos, sendo intensamente irradiados, sofrendo ablação. Segundo Krolik e Kriss (1996) isso produz um vento térmico de gás altamente ionizado que origina um espectro atípico, podendo então incluir as linhas coronais.

Para construir a distribuição espectral de energia, foram utilizados espectros Spitzer, pontos fotométricos do WISE e AKARI (vide Capítulo 2) e os modelos de corpo negro identificados nos espectros do NIR (vide Capítulo 4). Utilizando o pacote em Python LMFIT (NEWVILLE et al., 2016), foi possível identificar o melhor modelo com relação aos pontos obtidos por meio de observações. Os parâmetros dos modelos para cada galáxia estão expostos na Tabela 5.1, e os gráficos das SEDs dos modelos, com λF_λ em unidades de erg cm^{-2} s^{-1}, estão expostos na Figura 5.2.

Tabela 5.1 - Valores dos parâmetros identificadas no modelo CLUMPY para cada galáxia

Galáxia	Classificação	N_0	Y	q	σ (º)	τ_ν	i (º)
SDSS J164+43	Sy 1	15	100	0.5	50	40	10 ± 10
MRK 1388	Sy 1	15	50	0	50	20	0 + 10
ESO 138 G1	Sy 2	13	100	2	20	80	70 ± 10
NGC 424	Sy 1	12	90	2	30	40	50 ± 10
2MASX J113+16	Sy 1	11	50	0.5	40	20	0 + 10
III ZW 77	Sy 1	3	100	1.5	25	300	50 ± 10

Figura 5.2 - Ajuste dos modelos CLUMPY as SEDs das CLiF AGNs

O que é possível identificar nos valores obtidos nos modelos, é que diferente do que era esperado para o pressuposto inicial de Rose et al. (2015a), quando definiu o grupo de CLiF AGNs, não há uma influência clara com o i. Levando em consideração as incertezas, é possível verificar ângulos no intervalo de 0º a 80º, ou seja, cobrindo

quase todos os valores possíveis. Sendo assim, esse grupo de AGNs não possuem ângulos de visada com valores restritos a uma curta faixa, do que já fora descrito como ângulos intermediários. Concluímos, portanto, que a presença da floresta de linhas coronais não depende do ângulo i.

Uma característica que pode ser um encalço para identificar um maior número de CLiF AGNs é o número de nuvens de poeira na linha de visada. Para quase todos os casos, o modelo foi definido com $N_0 \geq 11$, menos para a III ZW 77, que foi definida com $N_0 = 3$. Porém para esta galáxia, mesmo que possuindo poucas nuvens, foi identificada uma alta profundidade óptica para elas. Sendo assim, sobre a análise com relação as SEDs dessa amostra, a influência da poeira como agente obscurecer pode ser uma característica determinante.

5.3 Massa do SMBH e razões de linhas coronais

A relação entre massa do SMBH e o σ estelar pode ser vista na Equação 3.5. Duas regiões de absorções estelares são utilizadas para medir σ na nossa amostra: a região das absorções de CO e a do tripleto do cálcio (CaT, do inglês Ca II *triplet*), vide a seção 3.1.3. Para obter bons resultados com os ajustes do pPXF, foram utilizados os *templates* do Gemini NIR *late-type stellar library* (WINGE et al., 2009), que contém o espectro de 60 estrelas com tipos espectrais variando de F7III a M5III, observados na banda K com resolução espectral de $\sim$ 3,2 Å (FWHM). Para a região do CaT, foram utilizados os *templates* estelares de Cenarro et al. (2001), que contém 706 espectros estelares com resolução espectral de 1,5 Å (FWHM). Esses espectros fazem parte da *Medium-resolution Isaac Newton Telescope library* (MILES) (SANCHEZ-BLAZQUEZ et al., 2006).

Dos nossos espectros, as galáxias que possuíam ao menos uma dessas regiões bem caracterizadas foram a NGC 424, ESO 138 G1, SDSS J124134.25+442639.2 (ou simplesmente SDSS J124+44), MRK 1388 e a III ZW 77. O valor final de σ adotado para cada galáxia foi determinado pelo valor médio do σ_{CO} e σ_{CaT}. A exceção foi III zw 77. O valor de σ_{CO} não aparenta ser coerente em comparação com o valor de σ_{CaT}, e como o ajuste na região das absorções de CO não descrevem bem o espectro observado (vide Figura 5.3), foi utilizado o σ_{CaT} como o valor final de σ para esse caso. Os ajustes do pPXF para a região das absorções de CO e CaT estão expostos nas figuras 5.3 e 5.4, respectivamente. A Tabela 5.2 apresenta os valores de σ e a massa do SMBH (M_{SMBH}) obtida para cada galáxia.

Figura 5.3 - Ajuste do pPXF na região das absorções de CO para identificar σ_{CO}. Em vermelho está o ajuste, em preto o espectro observado, em verde o resíduo e em azul a região mascarada do ajuste

Figura 5.4 - O mesmo que a Figura 5.3 para a região das absorções do CaT

Tabela 5.2 - Valores de σ em unidades de km s^{-1} e a massa do SMBH em M$_\odot$

Galáxia	σ_{CO}	σ_{CaT}	σ	M$_{SMBH}$
NGC 424	203,0±50,6	197,7±17,8	200,3±26,8	1,4×10^8±1,8×10^7
SDSS J124+44	-	120,5±19,6	120,5±19,6	1,8×10^7±2,9×10^6
ESO 138 G1	103,5±7,4	94,4±12,2	98,9±7,1	8,0×10^6±5,7×10^5
III ZW 77	160,9±13,3	96,7±7,6	96,7±7,6	7,3×10^6±5,7×10^5
MRK 1388	91,4±11,4	97,5±8,3	94,4±7,1	6,6×10^6±4,9×10^5

Sobre os valores obtidos de M$_{SMBH}$ para esse grupo de 5 CLiF AGNs, para efeito de comparação, foram utilizando os valores listados no trabalho de Tremaine et al. (2002) para 30 galáxias sem núcleos ativos (Tabela 5.3). O gráfico σ vs M$_{SMBH}$ exposto na Figura 5.5, mostra que em relação a massa do SMBH não há nenhuma peculiaridade entre as CLiF AGNs e galáxias comuns. É possível verificar que três das 5 galáxias possuem valores muito próximos, da ordem de 10^7 M$_\odot$.

Figura 5.5 - Gráfico σ vs M_{BH}. Os pontos em cinza representam as 30 galáxias identificadas na Tabela 5.3 do trabalho de Tremaine et al. (2002), em azul as 5 galáxias da amostra de CLiF AGNs e a linha vermelha tracejada representa a lei que relaciona σ e M_{BH} (Equação 3.5)

Tabela 5.3 - Medidas de σ (km s^{-1}) e da M_{SMBH} ($M_\odot$) e suas incertezas descritas no trabalho de Tremaine et al. (2002) para 30 galáxias

Galáxias	σ	M_{SMBH}	incertezas -	incertezas +
Milky Way	103	$1{,}8\times10^6$	$3{,}0\times10^5$	$4{,}0\times10^5$
N221=M32	75	$2{,}5\times10^6$	$5{,}0\times10^5$	$5{,}0\times10^5$
N224=M31	160	$4{,}5\times10^7$	$2{,}5\times10^7$	$4{,}0\times10^7$
N821	209	$3{,}7\times10^7$	$8{,}0\times10^6$	$2{,}4\times10^7$
N1023	205	$4{,}4\times10^7$	$5{,}0\times10^6$	$5{,}0\times10^6$
N1068	151	$1{,}5\times10^7$	$5{,}0\times10^6$	$1{,}5\times10^7$
N2778	175	$1{,}4\times10^7$	$9{,}0\times10^6$	$8{,}0\times10^6$
N2787	140	$4{,}1\times10^7$	$5{,}0\times10^6$	$4{,}0\times10^6$
N3115	230	$1{,}0\times10^9$	$6{,}0\times10^8$	$1{,}0\times10^9$
N3245	205	$2{,}1\times10^8$	$5{,}0\times10^7$	$5{,}0\times10^7$
N3377	145	$1{,}0\times10^8$	$1{,}0\times10^7$	$9{,}0\times10^7$
N3379	206	$1{,}0\times10^8$	$5{,}0\times10^7$	$6{,}0\times10^7$
N3384	143	$1{,}6\times10^7$	$2{,}0\times10^6$	$1{,}0\times10^6$
N3608	182	$1{,}9\times10^8$	$6{,}0\times10^7$	$1{,}0\times10^8$
N4258	130	$3{,}9\times10^7$	$1{,}0\times10^6$	$1{,}0\times10^6$
N4261	315	$5{,}2\times10^8$	$1{,}1\times10^8$	$1{,}0\times10^8$
N4291	242	$3{,}1\times10^8$	$2{,}3\times10^8$	$8{,}0\times10^7$
N4342	225	$3{,}0\times10^8$	$1{,}0\times10^8$	$1{,}7\times10^8$
N4459	186	$7{,}0\times10^7$	$1{,}3\times10^7$	$1{,}3\times10^7$
N4473	190	$1{,}1\times10^8$	$7{,}9\times10^7$	$4{,}0\times10^7$
N4486=M87	375	$3{,}0\times10^9$	$1{,}0\times10^9$	$1{,}0\times10^9$
N4564	162	$5{,}6\times10^7$	$8{,}0\times10^6$	$3{,}0\times10^6$
N4596	152	$7{,}8\times10^7$	$3{,}3\times10^7$	$4{,}2\times10^7$
N4649	385	$2{,}0\times10^9$	$6{,}0\times10^8$	$4{,}0\times10^8$
N4697	177	$1{,}7\times10^8$	$1{,}0\times10^7$	$2{,}0\times10^7$
N4742	90	$1{,}4\times10^7$	$5{,}0\times10^6$	$4{,}0\times10^6$
N5845	234	$2{,}4\times10^8$	$1{,}4\times10^8$	$4{,}0\times10^7$
N6251	290	$5{,}3\times10^8$	$1{,}8\times10^8$	$1{,}7\times10^8$
N7052	266	$3{,}3\times10^8$	$1{,}3\times10^8$	$2{,}3\times10^8$
N7457	67	$3{,}5\times10^6$	$1{,}4\times10^6$	$1{,}1\times10^6$
IC1459	340	$2{,}5\times10^9$	$4{,}0\times10^8$	$5{,}0\times10^8$

Porém dentre as CLiFs, a massa do SMBH aparenta influenciar na quantidade de espécies de linhas coronais (IP $\geq$ 99.0 eV). No óptico, na faixa de 3500-7000 Å, para as três galáxias com SMBH de maior massa, NGC 424 ($1{,}4\times10^8$ $M_\odot$), SDSS J124+44 ($1{,}8\times10^7$ $M_\odot$) e ESO 138 G1 ($8{,}0\times10^6$ $M_\odot$), foram identificadas até três espécies de íons, [Fe VII], [Fe X] e [Fe XI] (essa apenas na SDSS J124+44). Enquanto que para as galáxias com o SMBH de menor massa, III ZW 77 ($7{,}3\times10^6$ $M_\odot$) e MRK

1388 (6,6×10^6 $M_\odot$), além desses três íons, foram identificados [Fe XIV] e [S XII], totalizando 5 espécies de linhas coronais.

No NIR, na faixa de 9500-23500 Å, para a NGC 424, com massa do SMBH na ordem de 10^8 $M_\odot$, foram identificadas 5 espécies de linhas coronais ([S VIII], [Fe XIII], [S IX], [Si X], [Si VI]). Para as galáxias com massa do SMBH na ordem de 10^6 $M_\odot$, além dessas espécies, também foi identificada a linha de alto potencial de ionização de [Ca VIII], e para a ESO 138 G1 ainda mais duas linhas, [S XI] e [Al IX].

No geral, sobre a faixa de 3500-7000 Å e 9500-23500 Å, para a M_{SMBH} identificado na ordem de 10^8 $M_\odot$, 7 espécies de linhas coronais foram detectadas. Entretanto, para as galáxias com M_{SMBH} inferidos como sendo da ordem de 10^6 $M_\odot$, nessa mesma faixa espectral, foram identificadas entre 10 a 11 espécies diferentes de linhas coronais. Sendo que, para apenas as duas galáxias com menor M_{SMBH}, a espécie de maior potencial de ionização encontrada nessa amostra foi identificada: [S XII], que possui um IP de $\sim$ 504.78 eV.

Para comparar as medidas de massa do SMBH obtidas com a relação M-σ de Tremaine et al. (2002), foi utilizada a relação de Kaspi et al. (2000), que relaciona o tamanho da BLR com a luminosidade do contínuo em 5100 Å e o tamanho da BLR e a largura das linhas de hidrogênio da BLR com a massa do SMBH. A relação é descrita da forma:

$$R_{BLR} = 32,9 \left[\frac{\lambda L_\lambda (5100 \text{ Å})}{10^{44} \text{ erg s}^{-1}} \right]^{0,7} \tag{5.1}$$

$$M_{BH} = 1,464 \times 10^5 \left(\frac{R_{BLR}}{\text{dias-luz}} \right) \left(\frac{\nu_{FWHM}}{10^3 \text{ km s}^{-1}} \right)^2 \text{M}_\odot \tag{5.2}$$

onde R_{BLR} é o tamanho da BLR, ν_{FWHM} a largura das linhas de hidrogênio da BLR e λL_λ(5100 Å) a luminosidade em 5100 Å em unidades de erg s^{-1}. Sendo uma medida que utiliza a BLR e informações do contínuo óptico para identificar M_{SMBH} é necessário ter o espectro óptico e que seja um AGN do tipo 1, sendo assim, da nossa amostra, só foi possível utilizar 4 galáxias.

As comparações entre os valores obtidos para as massas dos SMBHs por meio da relação M-σ e da luminosidade em 5100 Å estão expostos na Tabela 5.4. Medindo M_{SMBH} por meio da luminosidade em 5100 Å, a faixa da massa do SMBH entre as CLiF AGNs diminui para a ordem de 10^6-10^7. A diferença entre a massa do

SMBH encontrada para a NGC 424 pela relação M-σ (que inclusive foi a maior identificada) e pela luminosidade em 5100 Å é de duas ordens de grandeza, indicando que, possivelmente, o valor derivado pelo método de Tremaine et al. (2002) tenha sido superestimado, reafirmando a possibilidade das CLiF AGNs estarem relacionadas a uma faixa mais restrita de M_{SMBH}.

Tabela 5.4 - Comparação entre os valores obtidos para as massas dos SMBHs por meio da relação M-σ (TREMAINE et al., 2002) e da luminosidade em 5100 Å (KASPI et al., 2000)

Galáxia	$M_{(M-\sigma)}$	$M_{(5100\ \text{Å})}$
NGC 424	$1{,}4\times10^8\pm1{,}8\times10^7$	$5{,}90\times10^6\pm\ 2{,}77\times10^5$
SDSS J124+44	$1{,}8\times10^7\pm2{,}9\times10^6$	-
ESO 138 G1	$8{,}0\times10^6\pm5{,}7\times10^5$	-
III ZW 77	$7{,}3\times10^6\pm5{,}7\times10^5$	$2{,}22\times10^7\pm8{,}17\times10^5$
MRK 1388	$6{,}6\times10^6\pm4{,}9\times10^5$	$9{,}90\times10^5\pm7{,}56\times10^4$
SDSS J164+43	-	$1{,}47\times10^7\pm1{,}97\times10^6$

Figura 5.6 - Gráfico da comparação [Si VI]/[Si X] vs [S VIII]/[S IX]. Os pontos em verde e cinza representam os valores obtidos por Rodríguez-Ardila et al. (2011), sendo que representados em verde são AGNs do tipo 1 e em cinza AGNs do tipo 2. Os pontos em vermelho e azul são referentes as CLiF AGNs. Em vermelho são AGNs do tipo 1 e em azul do tipo 2

Tabela 5.5 - Valores das razões de [S VIII]/[S IX] e [Si VI]/[Si X] obtidos de Rodríguez-Ardila et al. (2011) e para as CLiF AGNs

Dados de Rodríguez-Ardila et al. (2011) :			
Galáxia	Classificação	[S VIII] / [S IX]	[Si VI] / [Si X]
Mrk 335	Tipo 1	0,30±0,10	1,41±0,63
NGC 262	Tipo 2	1,17±0,74	2,20±1,26
Mrk 573	Tipo 2	0,98±0,20	0,81±0,27
NGC 1068	Tipo 2	1,74	1,56±0,44
MCG-05-13-017	Tipo 1	0,69±0,09	4,75±0,75
Mrk 1210	Tipo 2	1,05±0,14	0,67±0,10
Mrk 1239	Tipo 2	1,23±0,31	0,48±0,10
NGC 4051	Tipo 1	1,02±0,11	1,82±0,18
NGC 4151	Tipo 1	1,06±0,16	2,40±0,27
Mrk 766	Tipo 1	4,32±1,67	2,73±1,16
NGC 4748	Tipo 1	1,30±0,31	1,79±0,37
NGC 5548	Tipo 1	1,37±0,43	1,25±0,36
1H 1934-063A	Tipo 1	1,07±0,12	0,42±0,08
Ark 564	Tipo 1	0,92±0,33	1,09±0,36
NGC 7469	Tipo 1	0,56±0,22	2,37±0,70
NGC 7674	Tipo 2	1,55±1,50	0,95±0,54
CLiF AGNs:			
Galáxia	Classificação	[S VIII] / [S IX]	[Si VI] / [Si X]
Eso 138 g1	Tipo 2	1,33±0,09	1,04±0,09
Ngc 424	Tipo 1	0,97±0,18	1,01±0,16
iiizw77	Tipo 1	1,00±0,13	0,81±0,05
Mrk 1388	Tipo 1	1,02±0,23	0,87±0,10
2MASX J113+16*	Tipo 1	1,89±0,95	1,38±0,52

*Valor obtido sem correção de avermelhamento

Com relação a razões de linhas coronais, Rodríguez-Ardila et al. (2011) compararam as razões de linhas medidas em 16 AGNs na forma: [Si VI]/[Si X] vs [S VIII]/[S IX]. Comparando os valores obtidos por esses autores com as CLiF AGNs, foi possível constatar que não há diferenças com a maior parte dos valores obtidos para AGNs não-CLiF (vide a Figura 5.6). Para o óptico, com o intuito de comparar as razões de linhas coronais entre CLiF AGNs e AGNs sem florestas de linhas coronais, foram utilizados dados de Rodríguez-Ardila et al. (2006) (Tabela 5.6).

Tabela 5.6 - Valores de razões de linhas coronais obtidos por Rodríguez-Ardila et al. (2006) e para as CLiF AGNs

Dados de Rodríguez-Ardila et al. (2006):			
Galáxia	[Fe XI]/[Fe X]	[Fe XI]/[Fe VII]	[Fe X]/[Fe VII]
Circinus	1,66±0,11	3,35±0,32	2,02±0,21
NGC 1386	0,65±0,30	0,23±0,08	0,35±0,13
NG 1068	0,34±0,13	0,12±0,02	0,34±0,13
MCG -6-30-15	1,34±0,19	2,87±0,52	2,13±0,33
NGC 3783	0,27±0,07	0,13±0,03	0,48±0,05
CLiF AGNs:			
Galáxia	[Fe XI]/[Fe X]	[Fe XI]/[Fe VII]	[Fe X]/[Fe VII]
III ZW 77	0,30±0,04	0,18±0,03	0,60±0,02
SDSS J124+44	0,57±0,07	0,91±0,13	1,60±0,10
Mrk 1388	0,50±0,04	0,24±0,02	0,49±0,01

Figura 5.7 - Gráfico da comparação [Fe XI]/[Fe X] vs [Fe X]/[Fe VII]. Os pontos em cinza representam os valores obtidos por Rodríguez-Ardila et al. (2011). Os pontos em vermelho são referentes as CLiF AGNs.

Figura 5.8 - Gráfico da comparação [Fe XI]/[Fe VII] vs [Fe X]/[Fe VII]. Os pontos em cinza representam os valores obtidos por Rodríguez-Ardila et al. (2011). Os pontos em vermelho são referentes as CLiF AGNs.

Buracos negros intermediários (100-10^5 $M_\odot$) representam uma ligação entre buracos negros estelares e buracos negros supermassivos que residem nos centros das galáxias. Cann et al. (2018), utilizando como referência observações de CLs no infravermelho, modelou as linhas de emissão produzidas pelo gas fotoionizado pelo campo de radiação do AGN e identificou a dependência das CLs no infravermelho e a massa do buraco negro na faixa entre 10^2-10^8 $M_\odot$. Eles afirmam que as CLs de mais alto IP são mais proeminentes em buracos negros intermediários ativos. Os autores identificaram que [Si XI], [Si IX] e [Fe XIII] são mais intensas para massas de SMBH $< 10^6$ $M_\odot$. Afirmam isso utilizando razões de linhas que envolvem íons com grandes IPs com respeito a íons com IPs menores, como [Si XI]/[Si IX], [Si IX/[Si VI] e [Fe XIII]/[Fe VI]. Essas razões variam em até sete ordens de magnitude sobre a faixa de massas exploradas nos cálculos, sendo que, as maiores são referentes aos buracos negros de menor massa. No cenário deste trabalho, é possível também concluir que presumivelmente há uma relação entre M_{SMBH} e o número de espécies de linhas de alto potencial de ionização.

A comparação entre as razões de linhas coronais no óptico estão expostas nas figuras 5.7 e 5.8. Sobre essa comparação, é possível verificar que os valores estão dentro do intervalo de medidas obtidas por Rodríguez-Ardila et al. (2006), verificando assim nenhuma distinção entre CLiF AGNs e outros AGNs. Como este grupo não apresenta $M_{SMBH} < 10^6$ $M_\odot$, é possível verificar que não há um acréscimo da emissão de linhas coronais de mais alto IP com relação aos de mais baixo IP, como já constatado por Cann et al. (2018). Porém entre os valores de 10^6 $M_\odot$ a 10^8 $M_\odot$ é possível identificar uma sensibilidade ao número de espécies de linhas coronais, destacando ainda a presença de [S XII] λ7611 para $M_{SMBH} < 7{,}3 \pm 0{,}6 \times 10^6$ $M_\odot$.

6 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS FUTURAS

No cenário contemporâneo, estudar a emissão coronal em AGNs passa a ter uma grande significância. Além de derivar informações sobre a natureza dos AGNs, como a região onde essas linhas são produzidas e os mecanismos que produzem íons com IP maiores que 99 eV, podem, hipoteticamente, serem utilizadas como traçadores de buracos negros intermediários (CANN et al., 2018). Nesse contexto, o trabalho de Rose et al. (2015a) possui valiosas informações, pois trata-se da classificação de um grupo, aludido como CLiF AGNs, que se destaca justamente pela emissão de florestas de linhas coronais.

Sendo assim, para este trabalho, foi realizada uma análise mais apurada desse grupo no óptico, acrescentando informações inéditas na região do NIR e pontos fotométricos no infravermelho. É importante destacar que analisar o espectro deste grupo de CLiF AGNs no NIR é algo inédito, assim também como a análise da distribuição espectral de energia para este grupo. Tendo em vista o pioneirismo dessa análise, a perspectiva é que esse trabalho resulte em ao menos duas publicações em revistas de alto fator de impacto.

Antes de elencar as conclusões sobre os resultados deste trabalho, é necessário listar as atividades realizadas:

- Utilizando o código pPXF (CAPPELLARI; EMSELLEM, 2004; CAPPELLARI, 2017) foi possível: remover o contínuo no óptico (esta tarefa teve o único objetivo de ajustar o contínuo; não foi de interesse do nosso trabalho obter informações sobre a população estelar), ajustar no contínuo do espectro no NIR a contribuição da população estelar e da poeira quente, obter a velocidade de dispersão estelar utilizando as regiões espectrais que cobrem a região de absorções do (CaT 8498 Å, 8542 Å e 8662 Å) e de CO (banda K);
- Após a remoção do contínuo nos espectros, utilizando o *software* LINER (POGGE; OWEN, 1993), foram medidos os fluxos das linhas em emissão observadas através do ajuste de gaussianas. Através deste procedimento, medimos também o FWHM das diferentes linhas. Destacamos a identificação da linha de [S XII] λ7611 na III zw 77 e MRK 1388. Previamente, essa linha só tinha sido detectada na NGC 1068 Kraemer e Crenshaw (2000).
- Com a medida dos fluxos das linhas, por meio de razões, foi possível obter valores de E(B-V), e desta forma corrigir por extinção as medidas de fluxo;

- Com os fluxos corrigidos de extinção, a identificação dos íons, as FWHMs das linhas e as medidas de velocidades de dispersão estelar, foi possível comparar razões de linhas com medidas de outros AGNs não CLiF, estudar a cinemáticas dos gases responsáveis pelas emissões das linhas e calcular a massa do SMBH.

Com os espectros do NIR, foi possível constatar que as galáxias SDSS J164126.90+432121.5 e 2MASX J113111.05+162739 deveriam ser classificadas como Seyfert 1, por apresentarem componentes largas de H I. Isso contrasta com o trabalho de Rose et al. (2015a), por classificar essas galáxias como Seyfert 2, e Glidden et al. (2016), que desenvolveu um modelo específico para CLiF AGNs de tipo 2 com o objetivo de evidenciar a emissão coronal para essas galáxias como proveniente da parede interna do toróide de gás e poeira. Porém esses autores utilizam a luminosidade dessas duas galáxias para afirmar sobre a eficiência deste modelo.

Sobre a análise da cinemática dos gases emissores, sobre as CLiF AGNS, a região onde as linhas coronais são produzidas dividem similarmente as mesmas características do gás responsável pela emissão das linhas de baixo potencial de ionização. Com relação à comparação entre FWHM vs IP, mesmo com a introdução de linhas no NIR de mais alto potencial de ionização, foi observada a mesma constatação de Rose et al. (2015a), que fez essa análise usando espectros ópticos. Apesar de não haver uma correlação FWHM vs IP, as linhas coronais aparentam estar próximas a um valor médio. Não há uma clara distinção entre as linhas coronais e as linhas de baixo potencial de ionização. Sendo assim, não é possível identificar uma estratificação entre o gás da NLR e o gás responsável pela emissão coronal.

O que é possível identificar nos valores obtidos nos modelos CLUMPY para as SEDs das CLiF AGNs é que, diferente do que era esperado para o pressuposto inicial de Rose et al. (2015a), quando definiu o grupo de CLiF aGNs, não há uma influência clara com o ângulo de visada. Os modelos sugerem ângulos que variam desde 0°+10° até $70^o \pm 10^o$, sendo todos os valores coerentes com a classificação de cada galáxia. Desta forma é possível concluir que o ângulo de visada não é, ao menos, o fator mais expressivo para explicar o excesso de linhas coronais nesta amostra de galáxias.

Nos modelos de SED, uma característica similar para quase todos os casos foi um elevado número de nuvens de poeira sobre a linha de visada ($N_0 \geq 11$). A única galáxia que não apresentou essa característica foi a III ZW 77, porém para esta galáxia, mesmo que possuindo poucas nuvens, foi identificada uma alta profundidade

óptica para elas. Sendo assim, sobre a análise com relação as SEDs dessa amostra, a influência da poeira como agente obscurecedor pode ser uma característica determinante.

Com relação a razões de linhas coronais, foram feitas comparações com as medidas das CliF AGNs e AGNs "comuns", com linhas do óptico e infravermelho. É possível verificar que os valores derivados não distinguem estes dois grupos. Sobre as medidas de massa do SMBH, foram identificadas massas em uma faixa entre 10^6 a 10^8 massas solares.

O que foi identificado de maior destaque sobre esses valores, é que a massa do SMBH aparenta influenciar na quantidade de espécies de linhas coronais (IP $\geq$ 99.0 eV). Sobre a faixa de 3500-7000 Å e 9500-23500 Å, para a M_{SMBH} identificados pela relação M-σ, na ordem de 10^8 $M_\odot$, 7 espécies de linhas coronais foram identificadas. Entretanto, para as galáxias com M_{SMBH} inferidos como sendo da ordem de 10^6 $M_\odot$, nessa mesma faixa espectral, foram identificadas entre 10 a 11 espécies diferentes de linhas coronais. Apenas as duas galáxias com menor M_{SMBH}, a espécie de maior potencial de ionização encontrada nessa amostra foi identificada: [S XII] λ7611, que possui um IP de $\sim$ 504.78 eV. Essa linha já havia sido localizada por Osterbrock (1981) em 7613.1 Å para a III ZW 77, porém não identificada. Entretanto, Kraemer e Crenshaw (2000) já haviam sugerido que essa linha fosse correspondente a [S XII]. Ainda, utilizando outro método para medir a massa do buraco negro supermassivo, obtendo M_{SMBH} por meio da luminosidade em 5100 Å (KASPI et al., 2000), a faixa da massa do SMBH entre as CLiF AGNs diminui para a ordem de 10^6-10^7, indicando a possibilidade das CLiF AGNs estarem relacionadas por uma faixa ainda mais restrita de M_{SMBH}.

Por fim, para obter a identificação de um maior número de CLiF AGNs, é necessário identificar características que as destaquem dos demais AGNs. Neste sentido, ao que se refere às razões de linhas, a busca passa a ser laboriosa, pois esse grupo acaba não possuindo distinções bem características com relação aos demais AGNs. Sobre um modelo que descreva o motivo da emissão de florestas de linhas coronais, com o resultado da análise é possível verificar que o ângulo de orientação do toróide de gás e poeira não aparenta ser um fator determinante. Sendo assim, esse estudo piloto identifica propriedades que não são resolutivas para a observação de florestas coronais e identifica uma nova possibilidade: a influência da massa do buraco negro supermassivo e a extinção por poeira na busca de CLiF AGNs.

Em vista das atividades futuras, utilizando a experiência e os resultados culmina-

dos neste trabalho, para obter melhores informações sobre o gás responsável pela peculiar emissão coronal para esse grupo de CLiF AGNs, serão utilizados dados de espectroscopia de campo integrado. Uma primeira adaptação para os cubos em unidade de campo integrado (IFU, do inglês *Integral Field Unit*), é a aplicação do código pPXF para esse tipo de dado, e obter informações mais detalhadas da população estelar para esse grupo de CLiF AGNs. Também determinar, pela primeira vez, as condições físicas do gás responsável pela emissão de linhas coronais (densidade e temperatura) assim como a abundância química do AGN, isso por meio da razão do fluxo de linhas de emissão, do gás emissor responsável por essa emissão inusual. Será necessário desenvolver ferramentas capazes de realizar essas medidas em cubo de dados. A perspectiva é de utilizar dados IFU no óptico obtidos com o MUSE e o SIFS e coletar dados no NIR com óptica adaptativa usando o NIFS (Gemini) e SINFONI (VLT). Outra importante atividade para a próxima etapa desse trabalho é proceder na detecção de mais CLiFs. A amostra de CLiFs identificada por Rose et al. (2015a) se resume a 7 galáxias. Existem mais objetos com essas características? Para isso, é necessário desenvolver mecanismos para identificar no banco de dados do SDSS objetos com essas características, para aumentar o número de objetos CLiF AGNs para serem estudados.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

ALONSO-HERRERO, A.; QUILLEN, A. C.; RIEKE, G. H.; IVANOV, V. D.; EFSTATHIOU, A. Spectral energy distributions of seyfert nuclei. **The Astronomical Journal**, v. 126, n. 1, p. 81, 2003. 53

ANTONUCCI, R. Unified models for active galactic nuclei and quasars. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 31, p. 473–521, 1993. 95, 119

ATEK, H.; KUNTH, D.; HAYES, M.; ÖSTLIN, G.; MAS-HESSE, J. M. On the detectability of lyα emission in star forming galaxies-the role of dust. **Astronomy & Astrophysics**, v. 488, n. 2, p. 491–509, 2008. 58

AUDIBERT, A.; RIFFEL, R.; SALES, D. A.; PASTORIZA, M. G.; RUSCHEL-DUTRA, D. Probing the active galactic nucleus unified model torus properties in seyfert galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 464, n. 2, p. 2139–2173, 2016. 119

BALDWIN, J.; PHILLIPS, M.; TERLEVICH, R. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 93, n. 551, p. 5, 1981. 25

BAÑADOS, E. et al. Chandra x-rays from the redshift 7.54 quasar ulas j1342+0928. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 856, n. 2, p. L25, 2018. 1

BARVAINIS, R. Hot dust and the near-infrared bump in the continuum spectra of quasars and active galactic nuclei. **The Astrophysical Journal**, v. 320, p. 537–544, 1987. 53

BAUTISTA, M. A.; FIVET, V.; BALLANCE, C.; QUINET, P.; FERLAND, G.; MENDOZA, C.; KALLMAN, T. R. Atomic data and spectral model for fe ii. **The Astrophysical Journal**, v. 808, n. 2, p. 174, 2015. 59

BAUTISTA, M. A.; PRADHAN, A. K. Ionization structure and spectra of iron in gaseous nebulae. **The Astrophysical Journal**, v. 492, n. 2, p. 650, 1998. 59

BECKMAN, J. E.; COLINA, L.; NETZER, H. **The nearest active galaxies**. [S.l.: s.n.], 1993. 19

BECKMANN, V.; SHRADER, C. **Active galactic nuclei**. [S.l.]: John Wiley & Sons, 2013. 8, 10, 13

BORGNE, J. L.; VÍLCHEZ-GÓMEZ, R.; SCHÄRER, D.; SANAHUJA, B.; LANÇON, A.; ROCCA-VOLMERANGE, B.; PELLÒ, R.; BRUZUAL, G.; SOUBIRAN, C. Stelib: a library of stellar spectra at r˜ 2000. **Astronomy and Astrophysics**, v. 402, n. 0302334, p. 433–442, 2003. 52

BORGUET, B.; HUTSEMÉKERS, D. A polar+ equatorial wind model for broad absorption line quasars-i. fitting the c iv bal profiles. **Astronomy & Astrophysics**, v. 515, p. A22, 2010. 65

BRUZUAL, G.; CHARLOT, S. Stellar population synthesis at the resolution of 2003. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 344, n. 4, p. 1000–1028, 2003. 51, 52, 74

BURBIDGE, G. R. The nuclei of galaxies. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 8, n. 1, p. 369–460, 1970. 6

CANN, J. M.; SATYAPAL, S.; ABEL, N. P.; RICCI, C.; SECREST, N. J.; BLECHA, L.; GLIOZZI, M. The hunt for intermediate mass black holes in the jwst era. **arXiv preprint arXiv:1805.09351**, 2018. 55, 131, 132, 133

CAPPELLARI, M. Improving the full spectrum fitting method: accurate convolution with gauss–hermite functions. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 466, n. 1, p. 798–811, 2017. 49, 51, 73, 133

CAPPELLARI, M.; EMSELLEM, E. Parametric recovery of line-of-sight velocity distributions from absorption-line spectra of galaxies via penalized likelihood. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 116, n. 816, p. 138, 2004. 49, 54, 73, 133

CARDELLI, J. A.; CLAYTON, G. C.; MATHIS, J. S. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. **The Astrophysical Journal**, v. 345, p. 245–256, 1989. 57, 58, 59, 73

CENARRO, A.; CARDIEL, N.; GORGAS, J.; PELETIER, R.; VAZDEKIS, A.; PRADA, F. Empirical calibration of the near-infrared ca ii triplet—i. the stellar library and index definition. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 326, n. 3, p. 959–980, 2001. 122

DORS JR, O. L.; CARDACI, M. V.; HÄGELE, G. F.; KRABBE, Â. C. Metallicity evolution of agns from uv emission lines based on a new index. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 443, n. 2, p. 1291–1300, 2014. 7

EDELSON, R.; MALKAN, M. Spectral energy distributions of active galactic nuclei between 0.1 and 100 microns. **The Astrophysical Journal**, v. 308, p. 59–77, 1986. 53

EVANS, I. Nuclear emission-line intensities and profiles in ngc 3783. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 67, p. 373–402, 1988. 22, 117, 119

FABIAN, A.; REES, M.; STELLA, L.; WHITE, N. E. X-ray fluorescence from the inner disc in cygnus x-1. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 238, n. 3, p. 729–736, 1989. 64

FANAROFF, B.; RILEY, J. The morphology of extragalactic radio sources of high and low luminosity. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 167, n. 1, p. 31P–36P, 1974. 4

FERGUSON, J. W.; KORISTA, K. T.; FERLAND, G. J. Physical conditions of the coronal line region in seyfert galaxies. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 110, n. 2, p. 287, 1997. 20

FERLAND, G.; KORISTA, K.; VERNER, D.; FERGUSON, J.; KINGDON, J.; VERNER, E. Cloudy 90: numerical simulation of plasmas and their spectra. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 110, n. 749, p. 761, 1998. 25

FERRARESE, L.; MERRITT, D. A fundamental relation between supermassive black holes and their host galaxies. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 539, n. 1, p. L9, 2000. 55, 63

FISCHER, T.; CRENSHAW, D.; KRAEMER, S.; SCHMITT, H. Determining inclinations of active galactic nuclei via their narrow-line region kinematics. i. observational results. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 209, n. 1, p. 1, 2013. 65, 70

GALLAGHER, J. S.; SMITH, L. J. Stellar populations and ages of m82 super star clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 304, n. 3, p. 540–548, 1999. 30

GEBHARDT, K. et al. A relationship between nuclear black hole mass and galaxy velocity dispersion. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 539, n. 1, p. L13, 2000. 55, 63

GLIDDEN, A.; ROSE, M.; ELVIS, M.; MCDOWELL, J. A model for type 2 coronal line forest (clif) agns. **The Astrophysical Journal**, v. 824, n. 1, p. 34, 2016. 23, 25, 26, 53, 119, 134

GRANDI, S. /fe xi/lambda 7892 emission in seyfert galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 221, p. 501–506, 1978. 20

HAZARD, C. The radio spectrum of normal extragalactic nebulae. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 126, n. 6, p. 489–498, 1963. 1

HICKS, E. K.; MALKAN, M. A. Circumnuclear gas in seyfert 1 galaxies: morphology, kinematics, and direct measurement of black hole masses. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 174, n. 1, p. 31, 2008. 64, 70

HÖNIG, S.; BECKERT, T.; OHNAKA, K.; WEIGELT, G. 3d radiative transfer modeling of clumpy dust tori around agn. In: YUAN, F.; HO, L.; WANG, J. (Ed.). **The Central Engine of Active Galactic Nuclei**. [S.l.: s.n.], 2007. v. 373, p. 487. 65

IVEZIC, Z.; NENKOVA, M.; ELITZUR, M. User manual for dusty. **arXiv preprint astro-ph/9910475**, 1999. 62

JACKSON, N.; BROWNE, I. Spectral differences between radio galaxies and quasars. **Nature**, v. 343, n. 6253, p. 43, 1990. 9

KASPI, S.; SMITH, P. S.; NETZER, H.; MAOZ, D.; JANNUZI, B. T.; GIVEON, U. Reverberation measurements for 17 quasars and the size-mass-luminosity relations in active galactic nuclei. **The Astrophysical Journal**, v. 533, n. 2, p. 631, 2000. xx, 127, 128, 135

KELLERMANN, K.; SRAMEK, R.; SCHMIDT, M.; GREEN, R.; SHAFFER, D. The radio structure of radio loud and radio quiet quasars in the palomar bright quasar survey. **The Astronomical Journal**, v. 108, p. 1163–1177, 1994. 5

KORISTA, K.; FERLAND, G. The origin of coronal lines in seyfert galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 343, p. 678–685, 1989. 20

KRAEMER, S. B.; CRENSHAW, D. M. Resolved spectroscopy of the narrow-line region in ngc 1068. ii. physical conditions near the ngc 1068 “hot spot”. **The Astrophysical Journal**, v. 532, n. 1, p. 256, 2000. 88, 133, 135

KROLIK, J.; KRISS, G. Observable properties of x-ray–heated winds in active galactic nuclei: warm reflectors and warm absorbers: erratum. **The Astrophysical Journal**, v. 456, p. 909, 1996. 24, 120

LANDOLT, A. U. Broadband ubvri photometry of the baldwin-stone southern hemisphere spectrophotometric standards. **The Astronomical Journal**, v. 104, p. 372–376, 1992. 36

LEVENBERG, K. A method for the solution of certain non-linear problems in least squares. **Quarterly of applied mathematics**, v. 2, n. 2, p. 164–168, 1944. 70

MAIOLINO, R.; THATTE, N.; KROKER, H.; GALLIMORE, J.; GENZEL, R. Near-infrared imaging spectroscopy of the seyfert nucleus of the circinus galaxy. In: PETERSON, B. M.; CHENG, F. Z.; WILSON, A. S. (Ed.). **Emission Lines in Active Galaxies: New Methods and Techniques**. [S.l.: s.n.], 1997. v. 113, p. 351. (IAU Colloquium, 159). 20

MARIN, F. A compendium of agn inclinations with corresponding uv/optical continuum polarization measurements. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 441, n. 1, p. 551–564, 2014. 63, 66, 119

MARQUARDT, D. W. An algorithm for least-squares estimation of nonlinear parameters. **Journal of the Society for Industrial and Applied Mathematics**, v. 11, n. 2, p. 431–441, 1963. 70

MERRITT, D.; FERRARESE, L. The m•-σ relation for supermassive black holes. **The Astrophysical Journal**, v. 547, n. 1, p. 140, 2001. 63

MOORWOOD, A.; LUTZ, D.; OLIVA, E.; MARCONI, A.; NETZER, H.; GENZEL, R.; STURM, E.; GRAAUW, T. de. 2.5-45mum sws spectroscopy of the circinus galaxy. **Astronomy and Astrophysics**, v. 315, p. L109–L112, 1996. 20

NENKOVA, M.; IVEZIĆ, Ž.; ELITZUR, M. Dust emission from active galactic nuclei. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 570, n. 1, p. L9, 2002. 49, 61, 62

NENKOVA, M.; SIROCKY, M. M.; IVEZIĆ, Ž.; ELITZUR, M. Agn dusty tori. i. handling of clumpy media. **The Astrophysical Journal**, v. 685, n. 1, p. 147, 2008a. 49, 59, 60, 66, 70, 119

NENKOVA, M.; SIROCKY, M. M.; NIKUTTA, R.; IVEZIĆ, Ž.; ELITZUR, M. Agn dusty tori. ii. observational implications of clumpiness. **The Astrophysical Journal**, v. 685, n. 1, p. 160, 2008b. 49, 59, 66, 70, 119

NETZER, H. **The physics and evolution of active galactic nuclei**. [S.l.]: Cambridge University Press, 2013. 6, 9, 10, 12, 17, 18, 29

NEWVILLE, M.; STENSITZKI, T.; ALLEN, D. B.; RAWLIK, M.; INGARGIOLA, A.; NELSON, A. Lmfit: non-linear least-square minimization and curve-fitting for python. **Astrophysics Source Code Library**, 2016. 66, 120

NIKUTTA, R. **SEDs**. 2018. Disponível em: <https://www.clumpy.org/pages/seds.html>. Acesso em: 03 oct. 2018. 63

OKE, J. B.; SARGENT, W. L. The nucleus of the seyfert galaxy ngc 4151. **The Astrophysical Journal**, v. 151, p. 807, 1968. 20, 117

OLIVA, E. Coronal lines in active galactic nuclei. In: PETERSON BRADLEY M., F.-Z. C.; WILSON, A. S. (Ed.). **Emissions lines in active galaxies: new methods and techniques**. [S.l.], 1997. v. 159, p. 288–297. (IAU Colloquim, 159). 20

OLIVA, E.; MARCONI, A.; MOORWOOD, A. Metal abundances and excitation of extranuclear clouds in the circinus galaxy–a new method for deriving abundances of agn narrow line clouds. **arXiv preprint astro-ph/9811177**, 1998. 20

OLIVA, E.; MOORWOOD, A. Detection of forbidden si vi 1.962 microns and new observations of infrared h, forbidden fe ii, and h2 line emission in the seyfert galaxy ngc 1068. **The Astrophysical Journal**, v. 348, p. L5–L8, 1990. 20

ONODERA, M. et al. A z= 1.82 analog of local ultra-massive elliptical galaxies. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 715, n. 1, p. L6, 2010. 51

OSTERBROCK, D. The spectrum of iii zw 77-an unusual, high-ionization seyfert 1 galaxy. **The Astrophysical Journal**, v. 246, p. 696–707, 1981. 88, 135

OSTERBROCK, D.; PARKER, R. Physical conditions in the nucleus of the seyfert galaxy ngc 1068. **The Astronomical Journal**, v. 69, p. 554, 1964. 20, 117

OSTERBROCK, D. E.; FERLAND, G. J. **Astrophysics Of Gas Nebulae and Active Galactic Nuclei**. [S.l.]: University Science Books, 2006. 29, 58, 114

OSTERBROCK, D. E.; SHAW, R. A.; VEILLEUX, S. Near-infrared emission-line spectra of the orion nebula, ngc 4151, and other seyfert galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 352, p. 561–573, 1990. 20

PELAT, D.; ALLOIN, D.; FOSBURY, R. A. High resolution line profiles in the seyfert galaxy ngc 3783: the structure of the emitting regions. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 195, n. 4, p. 787–804, 1981. 22, 117, 119

PENSTON, M.; FOSBURY, R.; BOKSENBERG, A.; WARD, M.; WILSON, A. The fe9+ region in active galactic nuclei. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 208, n. 2, p. 347–364, 1984. 20

PETERSON, B. M. **An introduction to active galactic nuclei**. [S.l.]: Cambridge University Press, 1997. 1, 2, 3, 4, 5, 6, 9, 12, 14, 15, 16, 17, 18

POGGE, R.; OWEN, J. **LINER; An Interactive Spectral Line Analysis Program**. [**S.l.**]**: OSU International**, 1993. 55, 59, 73, 133

PRIETO, M.; REUNANEN, J.; TRISTRAM, K.; NEUMAYER, N.; FERNANDEZ-ONTIVEROS, J.; ORIENTI, M.; MEISENHEIMER, K. The spectral energy distribution of the central parsecs of the nearest agn. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 402, n. 2, p. 724–744, 2010. 66

RIEKE, G.; LEBOFSKY, M. Spectral components of ngc 4151. **The Astrophysical Journal**, v. 250, p. 87–97, 1981. 53

RIFFEL, R. A. et al. Differences between co-and calcium triplet-derived velocity dispersions in spiral galaxies: evidence for central star formation? **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 446, n. 3, p. 2823–2836, 2014. 54

ROBERTIS, M. D.; OSTERBROCK, D. An analysis of the narrow-line profiles in high ionization seyfert galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 286, p. 171–185, 1984. 22, 23, 27, 117

RODRIGUEZ-ARDILA, A.; MAZZALAY, X. The near-infrared spectrum of mrk 1239: direct evidence of the dusty torus? **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters**, v. 367, n. 1, p. L57–L61, 2006. 53

RODRÍGUEZ-ARDILA, A. et al. The complex, dusty narrow-line region of ngc 4388: gas-jet interactions, outflows, and extinction revealed by near-ir spectroscopy. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, p. stw2642, 2016. 58, 59

RODRÍGUEZ-ARDILA, A.; PRIETO, M.; PORTILLA, J.; TEJEIRO, J. The near-infrared coronal line spectrum of 54 nearby active galactic nuclei. **The**

Astrophysical Journal, v. 743, n. 2, p. 100, 2011. xx, 22, 23, 27, 117, 128, 129, 130, 131

RODRÍGUEZ-ARDILA, A.; PRIETO, M. A.; VIEGAS, S.; GRUENWALD, R. Outflows of very ionized gas in the centers of seyfert galaxies: kinematics and physical conditions. **The Astrophysical Journal**, v. 653, n. 2, p. 1098, 2006. xx, 20, 21, 129, 130, 132

RODRIGUEZ-ARDILA, A.; VIEGAS, S. M.; PASTORIZA, M. G.; PRATO, L. Near-infrared coronal lines in narrow-line seyfert 1 galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 579, n. 1, p. 214, 2002. 20

ROSE, M.; ELVIS, M.; CRENSHAW, M.; GLIDDEN, A. Intermediate inclinations of type 2 coronal-line forest agn. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters**, v. 451, n. 1, p. L11–L15, 2015b. xx, 20, 23, 53, 101, 115, 119

ROSE, M.; ELVIS, M.; TADHUNTER, C. N. Coronal-line forest agn: the best view of the inner edge of the agn torus? **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 448, n. 3, p. 2900–2920, 2015a. xx, 23, 25, 27, 28, 29, 33, 34, 35, 36, 53, 114, 115, 117, 119, 121, 133, 134, 136

SANCHEZ-BLAZQUEZ, P.; PELETIER, R.; JIMÉNEZ-VICENTE, J.; CARDIEL, N.; CENARRO, A. J.; FALCON-BARROSO, J.; GORGAS, J.; SELAM, S.; VAZDEKIS, A. Medium-resolution isaac newton telescope library of empirical spectra. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 371, n. 2, p. 703–718, 2006. 122

SCHMID, H.; APPENZELLER, I.; BURCH, U. Spectropolarimetry of the borderline seyfert 1 galaxy eso 323-g077. **Astronomy & Astrophysics**, v. 404, n. 2, p. 505–511, 2003. 64

SCHMIDT, M. Models of quasi-stellar sources. In: DOUGLAS, K. N. et al. (Ed.). **Quasars and high-energy astronomy, Proceedings of the 2nd Texas Symposium on Relativistic Astrophysics**. [S.l.: s.n.], 1969. p. 55. 2

SEYFERT, C. K. Nuclear emission in spiral nebulae. **The Astrophysical Journal**, v. 97, p. 28, 1943. 6, 20

SHIELDS, G.; OKE, J. The emission-line spectrum of ngc 1068. **The Astrophysical Journal**, v. 197, p. 5–16, 1975. 20

SLIPHER, V. M. The spectrum and velocity of the nebula ngc 1068 (m 77). **Lowell Observatory Bulletin**, v. 3, p. 59–62, 1917. 6

STORCHI-BERGMANN, T.; ERACLEOUS, M.; RUIZ, M. T.; LIVIO, M.; WILSON, A. S.; FILIPPENKO, A. V. Evidence for a precessing accretion disk in the nucleus of ngc 1097. **The Astrophysical Journal**, v. 489, n. 1, p. 87, 1997. 64, 70

TERASRANTA, H.; VALTAOJA, E. Brightness temperatures and viewing angles for extragalactic radio sources: a test of unification schemes for active galactic nuclei. **Astronomy and Astrophysics**, v. 283, p. 51–58, 1994. 12

THOMPSON, R. I. Si x forbidden emission in ngc 1068 and ngc 7469. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 459, n. 2, p. L61, 1996. 20

TREMAINE, S. et al. The slope of the black hole mass versus velocity dispersion correlation. **The Astrophysical Journal**, v. 574, n. 2, p. 740, 2002. xx, 55, 125, 126, 127, 128

VÉRON-CETTY, M.-P.; VÉRON, P. A catalogue of quasars and active nuclei. **Astronomy & Astrophysics**, v. 455, n. 2, p. 773–777, 2006. 112

VIEGAS-ALDROVANDI, S.; CONTINI, M. Composite models for the narrow emission-line region of active galactic nuclei. vi-the fe lines. **Astronomy and Astrophysics**, v. 215, p. 253–261, 1989. 20, 117

WILLS, B. J.; WILLS, D.; EVANS, N. J.; NATTA, A.; THOMPSON, K.; BREGER, M.; SITKO, M. Polarimetry and spectrophotometry of the qso iras 13349+ 2438 and the unification of active galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 400, p. 96–114, 1992. 65

WILSON, A. X-ray galaxies. **Proc. R. Soc. Lond. A**, v. 366, n. 1726, p. 461–489, 1979. 22, 117, 119

WINGE, C.; RIFFEL, R. A.; STORCHI-BERGMANN, T. The gemini spectral library of near-ir late-type stellar templates and its application for velocity dispersion measurements. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 185, n. 1, p. 186, 2009. 122

WOLTJER, L. Emission nuclei in galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 130, p. 38, 1959. 7

WU, X.-B.; HAN, J. Inclinations and black hole masses of seyfert 1 galaxies. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 561, n. 1, p. L59, 2001. 63

ZHANG, T.-Z.; WU, X.-B. Inclination of broad line region in narrow line and broad line seyfert 1 galaxies. **Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics**, v. 2, n. 6, p. 487, 2002. 63