



MINISTÉRIO DA
CIÊNCIA, TECNOLOGIA
E INOVAÇÕES



sid.inpe.br/mtc-m21c/2021/03.12.14.11-TDI

PROPRIEDADES DO CONTÍNUO E DO GÁS EMISSOR DE LINHAS LARGAS EM AGNS EMISSORES DE FE II

Denimara Dias dos Santos

Dissertação de Mestrado do Curso
de Pós-Graduação em Astrofísica,
orientada pelo Dr. Alberto
Rodriguez Ardila, aprovada em 02
de março de 2021.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34R/44B23P5>>

INPE
São José dos Campos
2021

PUBLICADO POR:

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais - INPE
Coordenação de Ensino, Pesquisa e Extensão (COEPE)
Divisão de Biblioteca (DIBIB)
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 INTELLECTUAL DO INPE - CEPPII (PORTARIA Nº 176/2018/SEI-INPE):

Presidente:

Dra. Marley Cavalcante de Lima Moscati - Coordenação-Geral de Ciências da Terra (CGCT)

Membros:

Dra. Ieda Del Arco Sanches - Conselho de Pós-Graduação (CPG)
Dr. Evandro Marconi Rocco - Coordenação-Geral de Engenharia, Tecnologia e Ciência Espaciais (CGCE)
Dr. Rafael Duarte Coelho dos Santos - Coordenação-Geral de Infraestrutura e Pesquisas Aplicadas (CGIP)
Simone Angélica Del Ducca Barbedo - Divisão de Biblioteca (DIBIB)

BIBLIOTECA DIGITAL:

Dr. Gerald Jean Francis Banon
Clayton Martins Pereira - Divisão de Biblioteca (DIBIB)

REVISÃO E NORMALIZAÇÃO DOCUMENTÁRIA:

Simone Angélica Del Ducca Barbedo - Divisão de Biblioteca (DIBIB)
André Luis Dias Fernandes - Divisão de Biblioteca (DIBIB)

EDITORAÇÃO ELETRÔNICA:

Ivone Martins - Divisão de Biblioteca (DIBIB)
André Luis Dias Fernandes - Divisão de Biblioteca (DIBIB)



MINISTÉRIO DA
CIÊNCIA, TECNOLOGIA
E INOVAÇÕES



sid.inpe.br/mtc-m21c/2021/03.12.14.11-TDI

PROPRIEDADES DO CONTÍNUO E DO GÁS EMISSOR DE LINHAS LARGAS EM AGNS EMISSORES DE FE II

Denimara Dias dos Santos

Dissertação de Mestrado do Curso
de Pós-Graduação em Astrofísica,
orientada pelo Dr. Alberto
Rodriguez Ardila, aprovada em 02
de março de 2021.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34R/44B23P5>>

INPE
São José dos Campos
2021

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

Santos, Denimara Dias dos.

Sa59p Propriedades do contínuo e do gás emissor de linhas largas em AGNS emissores de FE II / Denimara Dias dos Santos. – São José dos Campos : INPE, 2021.

xxii + 194 p. ; (sid.inpe.br/mtc-m21c/2021/03.12.14.11-TDI)

Dissertação (Mestrado em Astrofísica) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2021.

Orientador : Dr. Alberto Rodriguez Ardila.

1. Núcleo ativo de galáxia. 2. Espectroscopia infravermelha. 3. Linha de emissão. 4. Contínuo. 5. Autovetor 1. I.Título.

CDU 524.64



Esta obra foi licenciada sob uma Licença [Creative Commons Atribuição-NãoComercial 3.0 Não Adaptada](https://creativecommons.org/licenses/by-nc/3.0/).

This work is licensed under a [Creative Commons Attribution-NonCommercial 3.0 Unported License](https://creativecommons.org/licenses/by-nc/3.0/).



MINISTÉRIO DA
CIÊNCIA, TECNOLOGIA
E INOVAÇÕES



INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS
Serviço de Pós-Graduação - SEPGR

DEFESA FINAL DE DISSERTAÇÃO DE DENIMARA DIAS DOS SANTOS
BANCA Nº 030/2021, REG 258706/2019

No dia 02 de março de 2021, às 09h, por teleconferência, o(a) aluno(a) mencionado(a) acima defendeu seu trabalho final (apresentação oral seguida de arguição) perante uma Banca Examinadora, cujos membros estão listados abaixo. O(A) aluno(a) foi APROVADO(A) pela Banca Examinadora, por unanimidade, em cumprimento ao requisito exigido para obtenção do Título de Mestra em Astrofísica.

Título: "PROPRIEDADES DO CONTÍNUO E DO GÁS EMISSOR DE LINHAS LARGAS EM AGNS EMISSORES DE FE II"

Eu, João Braga, como Presidente da Banca Examinadora, assino esta ATA em nome de todos os membros.

Dr. João Braga - Presidente - INPE

Dr. Alberto Rodriguez Ardila - Orientador - INPE

Dr. Oli Luiz Dors Junior - Membro Externo - UNIVAP

Dr. Rogério Riffel - Membro Externo - UFRGS



Documento assinado eletronicamente por **João Braga, Pesquisador**, em 03/03/2021, às 16:08 (horário oficial de Brasília), com fundamento no art. 6º do [Decreto nº 8.539, de 8 de outubro de 2015](#).



A autenticidade deste documento pode ser conferida no site <http://sei.mctic.gov.br/verifica.html>, informando o código verificador **6572746** e o código CRC **F09D1183**.

*A meus pais **Regina** e **Ademar**.*

AGRADECIMENTOS

A vida acadêmica é árdua, e por isso é importante ter pessoas legais ao seu lado. Gostaria de agradecer aqui brevemente a todos que de alguma forma me auxiliaram nesta etapa do meu trabalho. Agradeço ao Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais juntamente ao órgão que fomenta esta pesquisa, a CAPES. Sem estes seria impossível realizar este trabalho e a minha construção profissional de futura mestre em astrofísica. Agradeço a todos os professores da divisão que contribuíram ao meu conhecimento. Agradeço ao meu orientador Alberto, por ter me iniciado neste "mundo das AGNs"(o qual sempre foi meu sonho estudar), sempre com muita paciência me instruiu. Agradeço também ao meu colaborador Murilo pela disposição em me auxiliar neste trabalho, pela paciência e por me dar conselhos enquanto jovem pesquisadora. Agradeço também aos demais integrantes do meu grupo de pesquisa, pelo partilhar do conhecimento, principalmente Fernando pela paciência em tirar dúvidas corriqueiras e no Python. Agradeço aos meus amigos inpeanos, em especial Ana Luiza e Juliédson por todos momentos memoráveis. Também agradeço a minha amiga de longa data Letícia por todo apoio. Em especial, agradeço aos meus pais Regina e Ademar por serem minha base na vida, sem o esforço de vocês nada disso seria possível. Agradeço em especial também ao meu namorado (e meu par), Diego. Por tornar tudo muito leve, pelo companheirismo, pela amizade e ser meu suporte. Também sou grata Aquele que provê a minha fé, ao meu Deus, que me permite estudar essa ciência maravilhosa e me dá forças a enfrentar meus medos. Por último, agradeço a ciência brasileira por resistir em meio ao caos. Que a pesquisa sempre resista as adversidades deste país.

RESUMO

Uma característica espectral comum aos núcleos ativos de galáxia (AGN) de Tipo I é a emissão de Fe II, que forma um pseudo-contínuo desde o ultravioleta (UV) até o infravermelho próximo (NIR) devido ao acúmulo de centenas de milhares de múltiplos (>344,000). Estima-se que 25% da emissão total da região de linhas largas (BLR) é produzida pelas linhas de Fe II. Pela relevância que esse íon tem no balanço energético da BLR, é fundamental compreender qual é a importância que os diferentes mecanismos de excitação desempenham na formação dessa emissão. Neste trabalho estudamos 67 AGNs com emissão de Fe II visando estudar a relação entre o contínuo da fonte central e as linhas produzidas pela BLR, em particular, do Fe II. De forma geral, o contínuo foi adequadamente descrito usando duas componentes: uma lei de potência, atribuída ao disco de acreção e um corpo negro, que representa a emissão da poeira quente do tórus. Buscamos investigar a relação entre a intensidade de Fe II e o contínuo de emissão dos objetos. O resultado mostrou que não há um comportamento distinto entre o contínuo de emissão dos diferentes AGNs emissores de Fe II. Além disso, fizemos uma análise espectral das linhas de baixo potencial de ionização mais relevantes da BLR, como Pa β , O I, CaT e Fe II. Essas linhas quando observadas no espectro possuem a característica de serem proeminentes e isoladas, viabilizando uma exploração acurada das propriedades da BLR através dos perfis de linha. O ajuste mostrou que as larguras das linhas de Fe II, O I e CaT são semelhantes, sugerindo que as emissões são produzidas em uma mesma região da BLR. Por outro lado, as larguras das linhas de Paschen são sistematicamente maiores do que as de Fe II, indicando que a região de formação entre as duas são diferentes. Foi calculada a razão Fe II no NIR, usando linhas de Fe II em 1 μ m e do *bump* de 9200 Å. Os resultados mostram que as razões $R_{1\mu m}$ e R_{4570} estão fortemente correlacionadas, evidenciando a existência de um mecanismo de excitação comum as emissões de Fe II no óptico e NIR. Ainda, a comparação entre as intensidades de $R_{1\mu m}$ vs R_{9200} mostrou uma fraca correlação. Esse resultado indica que apesar da importante influência da fluorescência de Ly α , possivelmente existe outro mecanismo dominante na formação da emissão de Fe II em 1 μ m. Por fim, exploramos pela primeira vez na literatura, o autovetor 1 (EV1) no contexto do NIR. Encontramos que as linhas de [S III], Pa β e Fe II em 1 μ m no NIR são análogas ao [O III], H β e Fe II em 4570 Å no óptico. Isso sugere que o estudo do EV1 pode ser estendido ao intervalo do NIR através da substituição das quantidades originais por aquelas no NIR. Este resultado adquire maior relevância tendo em vista a iminente entrada em operação do telescópio espacial James Web, permitindo o estudo de amostras ainda não exploradas de AGNs.

Palavras-chave: Núcleo Ativo de Galáxia. Espectroscopia infravermelha. Linha de emissão. Contínuo. Autovetor 1.

PROPERTIES OF CONTINUUM AND BROAD LINE EMISSION GAS IN AGNS FE II EMITTERS

ABSTRACT

A spectral characteristic common to Type I active galaxy nuclei (AGN) is the emission of Fe II, which forms a pseudo-continuum from the ultraviolet (UV) to the near infrared (NIR) due to the accumulation of hundreds of thousands of multiplets ($>344,000$). It is estimated that 25% of the total broad line region (BLR) emission is produced by the Fe II lines. Due to the relevance of this ion in the energy of the BLR, it is essential to understand the importance that the different excitation mechanisms make in the formation of Fe II emission. In this work we studied 67 AGNs with Fe II emission in order to study the relationship between the central source continuum and the lines produced by the BLR in particular of Fe II. In general, the continuum was described using two components: a power law, from the accretion disk and a black body, from the emission of the hot dust of torus. We investigated the relationship between the intensity of Fe II and the object emission continuum. The result showed that there is no distinct behavior between the emission continuum of the different Fe II AGNs. In addition, we did a spectral analysis of the most relevant low potential ionization lines of the BLR, such as Pa β , O I, CaT and Fe II. These lines are prominent and isolated in the spectra, enabling an accurate exploration of the BLR properties through the line profiles. The fit showed that the widths of the Fe II, O I and CaT lines are similar, suggesting that the emissions are produced in the same region of the BLR. On the other hand, the widths of the Paschen lines are systematically larger than Fe II lines, indicating that the region of formation between the two is different. The Fe II ratio in the NIR was calculated using Fe II lines in $1 \mu\text{m}$ and the *bump* of 9200 \AA . The results show that the ratios $R_{1\mu\text{m}}$ and R_{4570} are strongly correlated, exhibiting the existence of a common excitation mechanism for the Fe II emissions in optical and NIR. Also, the comparison between the intensities of $R_{1\mu\text{m}}$ vs R_{9200} showed a weak correlation. This result indicates that despite the importance of Ly α fluorescence, there is possibly another dominant mechanism in the formation of Fe II emission in $1 \mu\text{m}$. Finally, we explored for the first time in the literature Eigenvector 1 (EV1) in the NIR context. We find that the lines of [S III], Pa β and Fe II in $1 \mu\text{m}$ in NIR are analogous to [O III], H β and Fe II in 4570 \AA on the optical. This suggests that the study of EV1 can be extended to the NIR by replacing the original quantities with those in the NIR. This result acquires relevance in view of the imminent start-up of the James Webb space telescope, allowing the study of unexplored samples of AGNs.

Keywords: Active galactic nuclei. Infrared spectroscopic. Emission line. Continuum. Eigenvector 1.

LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
1.1 Modelo Padrão	5
1.2 Exemplo da diferença espectral de uma AGN Tipo I para uma Tipo II	6
1.3 Esquematização do modelo unificado	8
1.4 Painel superior: espectro de uma NLS1 na região do óptico. Painel inferior: espectro típico de um Quasar.	12
1.5 Representação do diagrama de Grotrian para as transições de Fe II no NIR e UV	18
1.6 Distribuição de quasares no plano do Autovetor 1	21
2.1 Espectros das AGNs Fairall009 e IRAS13224-3809 no NIR já corrigidos por <i>redshift</i>	31
2.2 Espectros das AGNs SDSSJ171304.46+352333.5 e Ton1571 no NIR já corrigidos por <i>redshift</i>	32
2.3 Espectros das AGNs RXJ0922.8+5121 e NGC3080 no NIR já corrigidos por <i>redshift</i>	33
2.4 Espectros das AGNs IRAS21219-1757 e SDSSJ144111.54-021235.1 no NIR já corrigidos por <i>redshift</i>	34
2.5 Porcentagem de tipos de AGN que compõe a amostra, abrangendo seus respectivos intervalos de <i>redshift</i>	36
2.6 Distribuição de z para parte os 67 objetos da amostra, com valores entre 0.002 até 0.85.	37
2.7 Distribuição da amostra de acordo com a razão de Fe II em 4570 Å.	37
3.1 A figura mostra um exemplo de correção em fluxo	44
3.2 Exemplo do ajuste no contínuo em 1H11934-063 (painel superior) e IZw1 (painel inferior)	47
3.3 Painel superior: Objeto IRAS11598-0112 ajustado com os comprimentos de onda óptico e NIR simultaneamente ajustados.	48
3.4 <i>Template</i> de Fe II construído por meio do espectro óptico de IZw1 observado no SOAR.	50
3.5 <i>Bump</i> de Fe II ajustado para 10 objetos	52
3.6 <i>Template</i> de Fe II utilizado neste trabalho.	53
3.7 <i>Template</i> de Fe II no NIR ajustado ao objeto Mrk42	54
3.8 Exemplo de ajuste das linhas de emissão, contínuo e <i>template</i> de Fe II	58
4.1 Distribuição de valores de índice espectral obtidos da amostra.	60

4.2	Índice espectral da lei de potência obtido a partir do ajuste do contínuo em função de R_{4570} de 54 objetos	61
4.3	Propriedades obtidas do contínuo (T e α) pela razão de Fe II no óptico	62
4.4	Distribuição de valores de temperatura obtidos da amostra.	63
4.5	Análise da temperatura com relação a da razão de Fe II no óptico	64
4.6	Distribuição de massa da poeira para 54 objetos. O valor da massa se encontra em unidades de massas solares.	67
4.7	Massa da poeira por intensidade de Fe II. Em gradiente de cores, estão os valores de z dos objetos.	68
4.8	Ajuste do contínuo para 46 objetos	70
4.9	Comparação das propriedades obtidas a partir do ajuste do contínuo usando as duas técnicas diferentes	71
5.1	Valores de FWHM derivados para as linhas de Paschen e Fe II	75
5.2	Valores de FWHM calculados para as linhas de O I e Fe II	76
5.3	Valores de FWHM calculados para as linhas de CaT e Fe II	78
5.4	Intensidades de R_{CaT} por R_{4570} . Painel inferior: Intensidades de R_{CaT} por $R_{1\mu m}$	79
5.5	A figura mostra as intensidades de Fe II no óptico representada por R_{4570} e no NIR por $R_{1\mu m}$	82
5.6	A figura mostra as intensidades de Fe II no NIR, representada por R_{9200} e no NIR por $R_{1\mu m}$	83
5.7	A figura mostra as intensidades de CaT/O I por $R_{1\mu m}$	84
6.1	Espaço de parâmetros com FWHM de $Pa\beta$ vs intensidade de Fe II	87
6.2	FWHM de $Pa\beta$ vs R_{CaT}	88
6.3	FWHM de $Pa\beta$ vs intensidade de Fe II	90
A.1	Esquematização do código para a calibração dos espectros óptico + NIR.	114
A.2	Esquematização das etapas de funcionamento do código que ajusta o contínuo. O tempo médio para ajustar toda a mostra é de 60 minutos	115
A.3	Esquematização das etapas de funcionamento do código para o ajuste do <i>template</i> de Fe II ao <i>bump</i> de 4560 Å.	116
A.4	Esquematização das etapas de funcionamento do código para o construção do <i>template</i> de Fe II no NIR.	117

LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
2.1 Tabela com informações de objetos da amostra	27
2.2 Lista de objetos que este trabalho vai adicionar a literatura	29
2.3 Informações sobre os 46 objetos da amostra com espectros ópticos dispo- níveis	35
2.4 Lista de objetos da amostra com valores de R_{4570} , onde os que estão representados por C foram calculados neste trabalho	39
3.1 A tabela lista os filtros utilizados no trabalho, também indicando suas respectivas bandas e comprimento de onda.	41
3.2 ¹ - unidades de fluxo em $\times 10^{-15}$ erg/s/cm ⁻²	51
3.3 Todos os fluxos estão em unidades de $\times 10^{-15}$ erg/s/cm ⁻² . Sendo ¹ o fluxo integrado da linha de Pa γ e ² o fluxo total do <i>bump</i> centrado em 9200 Å.	56
3.4 Lista de linhas ajustadas neste trabalho. Além da linha de [SIII] proibido, foram ajustadas as linhas permitidas mais relevantes da BLR no NIR. . .	57
4.1 Lista de objetos da amostra em que a lei de potência descreve de forma única, o contínuo de emissão do óptico ao NIR.	62
4.2 A tabela apresenta os valores de temperatura e índice espectral ajustados para cada objeto da amostra, através do ajuste do contínuo.	65
4.3 Massas de poeira em AGNs reportadas na literatura e neste trabalho. . .	66
B.1 Quantidades necessárias para o cálculo da razão de Fe II em $1\mu\text{m}$	120
B.2 Fluxos necessários para o cálculo da razão de CaT no NIR. Os valores de fluxo são dados em erg/s/cm ²	122
B.3 Propriedades físicas obtidas a partir do ajuste de linhas. Os valores de FWHM são dados em m/s.	124
B.4 Fluxo das linhas de O I $\lambda 8446$ em unidades de erg/s/cm ²	126
B.5 Propriedades obtidas a partir do ajuste da linha de Fe II em 10502 Å. . .	127
B.6 Propriedades obtidas a partir do ajuste das linhas de Pa β e Pa α em 12820 Å e 18750 Å respectivamente.	128
B.7 Propriedades obtidas a partir do ajuste da linha de Pa γ em 10938 Å. . .	129
B.8 Propriedades obtidas a partir do ajuste da linha de He I em 10830 Å. . .	130
B.9 Propriedades obtidas a partir do ajuste da linha de O I em 10830 Å. . . .	131
B.10 Propriedades obtidas a partir do ajuste da linha de S[III] em 9531 Å. . .	132
B.11 Propriedades obtidas a partir do ajuste da linha de Pa8 em 9548.6 Å. . .	133

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

SMBH	–	Super Massive Black Hole
AGN	–	Active Galactic Nuclei
SED	–	Spectral Energy Distribution
FWHM	–	Full Width at Half Maximum
BLRGs	–	Broad-Line Radio Galaxies
NLRGs	–	Narrow-Line Radio Galaxies
quasar	–	quasi-stellar radio source
S1	–	Seyfert 1
QSOs	–	Quasi-Stellar Object
NLS1	–	Narrow-line Seyfert 1
S1	–	Seyfert 1
NIR	–	Near infrared
IF	–	infravermelho
BLR	–	Broad Line Region
NLR	–	Narrow line region
LIL	–	Low Ionization Lines
HIL	–	Hight Ionization Lines
LINER	–	Low Ionization Nuclear Emission-line Region galaxies
NIR	–	Near infrared
IF	–	Infravermelho
PCA	–	Principal Analysis Component
EV1	–	Eigenvector 1
UV	–	Ultra Violeta
LMFIT	–	Non-Linear Least-Squares Minimzation
IRTF	–	Infrared Telescope facility
SOAR	–	The Southern Astrophysical Research
SXD	–	dispersão cruzada

LISTA DE SÍMBOLOS

L_{bol}	–	luminosidade bolométrica
L_{Edd}	–	luminosidade de Eddington
M_{\odot}	–	massa solar
f	–	fator geométrico da distribuição de nuvens da BLR
R_{BLR}	–	raio da <i>Broad Line Region</i>
α	–	índice espectral
χ	–	potencial de ionização
K	–	curtose
n_H	–	densidade eletrônica
N_H	–	densidade de coluna do hidrogênio ao longo da linha de visada
T	–	Temperatura
M_{HD}	–	massa da poeira quente
N_{HD}	–	número de grãos emissores
ρ_g	–	densidade do grão de grafite
L_{NIR}	–	luminosidade do fluxo monocromático na banda K em $2.2 \mu\text{m}$.
Q_{ν}	–	eficiência para a absorção da radiação
T_{gr}	–	temperatura para um grão de poeira
λ_{ref}	–	comprimento de onda de referência
$\Delta\lambda$	–	intervalo de comprimento de onda a ser ajustado
$B\nu(T_{gr})$	–	função de Planck para um grão a temperatura T_{gr}

SUMÁRIO

	<u>Pág.</u>
1 INTRODUÇÃO	1
1.1 Perspectiva histórica	1
1.2 Atividade nuclear - fenomenologia	2
1.3 Zoologia dos AGN	4
1.4 Modelo unificado	7
1.5 Quasares	9
1.6 Seyfert 1	10
1.6.1 <i>Narrow-line Seyfert 1</i> : linhas largas estreitas?	10
1.7 A Broad Line Region, BLR	11
1.8 Emissão do Fe II no infravermelho	14
1.9 Autovetor 1	19
1.10 Motivações e objetivos do trabalho	22
2 AMOSTRA DE DADOS	25
2.1 Seleção da amostra	25
2.2 Observações	26
2.2.1 Dados no óptico	34
2.3 Característica da amostra	36
3 METODOLOGIA	41
3.1 Método de ajuste simultâneo do contínuo óptico e NIR	41
3.2 Ajuste do contínuo	45
3.3 Massa da poeira	49
3.4 <i>Template</i> de Fe II no óptico	50
3.5 <i>Template</i> de Fe II no NIR	52
3.5.1 <i>Bump</i> de Fe II em 9200 Å	54
3.6 Ajuste de linhas	55
4 COMPONENTES DO CONTÍNUO DO AGN	59
4.1 Emissão do disco de acreção	59
4.2 Emissão da poeira quente	63
4.2.1 Massa da poeira	66
4.3 Comparando o ajuste do contínuo: ajuste simultâneo e somente NIR	67

5	PROPRIEDADES DO GÁS EMISSOR DE Fe II DA BLR	73
5.1	Linhas de baixo potencial de ionização em AGNs emissores de Fe II	74
5.2	A relação entre as emissões de Fe II, CaT e OI	78
5.3	Relação entre as emissões de Fe II no óptico e NIR	80
6	AUTOVETOR 1 NO NIR?	85
6.1	Autovetor 1 no contexto do NIR	85
7	CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS	91
	REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	95
	APÊNDICE A - FLUXOGRAMAS DOS CÓDIGOS UTILIZADOS NO TRABALHO.	113
A.1	Código para calibração dos espectros óptico + NIR	113
A.2	Código para o ajuste do contínuo	113
A.3	Ajuste do <i>template</i> de Fe II no óptico	113
A.4	Código para construção e ajuste do <i>template</i> de Fe II no NIR	113
	APÊNDICE B - TABELAS DE QUANTIDADES FÍSICAS OBTI- DAS NO TRABALHO	119
B.1	Fe II em $1\mu\text{m}$	119
B.2	Razão de CaT no NIR	121
B.3	Propriedades obtidas a partir do ajuste de linhas	123
B.4	Propriedades físicas obtidas das linhas	125
	APÊNDICE C - AJUSTES DA AMOSTRA.	135

1 INTRODUÇÃO

1.1 Perspectiva histórica

Olhar para a abóboda celeste a noite é uma atividade que sempre chamou atenção da humanidade, desde nossos ancestrais, até o dia de hoje. Inúmeros objetos de brilhos diferentes podem ser vistos a olho nu em uma noite de céu límpido: estrelas, planetas, cometas, inclusive algumas estruturas nebulosas. William e John Herschel no século XIX foram os responsáveis pelos primeiros levantamentos do céu, conseguindo ao todo catalogar aproximadamente 2500 aglomerados e nebulosas (posteriormente distinguidos entre galáxias, nebulosas planetárias e aglomerados estelares.) (CHAPMAN, 1993).

Até 1920, dois modelos antagônicos descreviam a estrutura e o tamanho do Universo. O primeiro, defendido por Harlow Shapley, do Observatório Solar de Mount Wilson, sustentava que as diferentes nebulosas observadas no céu estavam todas dentro da nossa Galáxia. Isto é, vivíamos em uma estrutura do tamanho do universo. O segundo, liderado por Herber D. Curtis, sustentava que a maior parte das nebulosas eram sistemas independentes, fora da Via Láctea. Para colocar um ponto final à discussão, foi organizado um debate público, conhecido pelo nome de "o grande debate" de Shapley–Curtis (SHAPLEY; CURTIS, 1921) em 26 de abril de 1920. Não houve um claro vencedor, mas evidência observacional coletada posteriormente mostrou que Curtis estava certo. De fato, o impasse terminou após a comprovação da natureza de sistemas extragalácticos realizado por Hubble, através do estudo de Cefeidas (HUBBLE, 1934). A astrofísica extragaláctica começou a partir deste ponto, e passou a ser sabido que vivíamos em uma galáxia entre outras existentes no universo. Objetos, anteriormente classificados como nebulosas, foram reclassificados então como galáxias. Curiosamente, o espectro óptico de algumas destas galáxias apresentava uma característica comum com o espectro de nebulosas planetárias: a presença de fortes linhas de emissão de hidrogênio e de elementos com massa atômica maior que a do hélio, e.g. oxigênio, enxofre, nitrogênio e ferro. Carl Seyfert foi o pioneiro em classificar várias galáxias com espectros similares. Esses objetos foram posteriormente conhecidos pelo nome de Galáxias Seyfert (SEYFERT, 1943).

Com o avanço instrumental de rádios telescópios, foram descobertos os quasares (do inglês *quasi-stellar radio source*), objetos extremamente luminosos ($L_{\text{bol}} > 10^{45} \text{ erg s}^{-1}$, onde L_{bol} é a luminosidade bolométrica), de aparência estelar

mas localizados a distâncias cosmológicas¹ (SCHMIDT, 1963). No entanto, a natureza física da fonte central de energia desses objetos era um mistério. Zel'dovich e Novikov em 1965 (ZEL'DOVICH; NOVIKOV, 1965), sugeriram a existência de um buraco negro supermassivo (SMBH, do inglês *Super Massive Black Hole*) no centro destes objetos, onde a matéria acrescida nos entornos deste se aqueceria por sua própria viscosidade, emitindo enormes quantidades de radiação, que explicaria tal luminosidade (SALPETER, 1964).

No final da década de 70, foram reconhecidas semelhanças espectroscópicas entre os quasares e as galáxias Seyfert. Assim a ideia de que os dois tipos de objetos poderiam ser diferentes manifestações do mesmo fenômeno físico começou a ser aceita na literatura científica (veja Collin (2006) para uma revisão histórica nesta época).

Estudos observacionais executados ao longo dos anos têm apresentado evidências que galáxias de um modo geral contém em seu núcleo um SMBH com massa entre $10^5 - 10^{10} M_{\odot}$ (KORMENDY; HO, 2013). Quando em fase de atividade, o SMBH possui ao seu redor um disco de acreção (de tamanho estimado < 0.01 pc) com luminosidade em geral entre $L_{\text{bol}} \approx 10^{42} - 10^{45} \text{ erg s}^{-1}$. Quando o centro de uma galáxia apresenta evidência desse tipo de atividade nuclear, considera-se que ela possui um núcleo ativo de galáxia (AGN, do inglês *Active Galactic Nuclei*), fenômeno que ocorre em um período transiente na região central da galáxia hospedeira (ALMEIDA; RICCI, 2017).

1.2 Atividade nuclear - fenomenologia

Atualmente é aceito que na região central dos AGNs existe um buraco negro circundado por um disco de acreção (NETZER, 2015). Este disco pode ser opticamente fino ou espesso e possui temperatura na ordem $\sim 10^4 - 10^6$ K (PETERSON, 1997). A emissão advinda do disco é contínua e predominante em um amplo intervalo de comprimento de onda, do raios-X ao óptico (KORATKAR; BLAES, 1999). Paralelamente ao disco de acreção se encontra uma coroa de elétrons quente, com temperatura de $T \sim 10^9$ K (NAKAMURA; OSAKI, 1993). Esse conjunto de características que descrevem a fonte central de energia é conhecido pelo nome de Modelo Padrão (NETZER, 2015).

A matéria do disco em queda em direção ao buraco negro perde momento angular e

¹Consideram-se distâncias cosmológicas quando um objeto celeste está a $z > 0.1$ ou o equivalente em distância.

energia potencial gravitacional. Essa perda se transforma em ganho de energia cinética, que por sua vez aumenta a fricção entre as partículas do gás. Através desse processo a temperatura aumenta, resultando no espectro contínuo observado. Durante este processo a energia térmica é transformada em energia radiativa obedecendo o limite de Eddington² (PETERSON, 1997). Uma parcela da radiação proveniente do disco de acreção é reprocessada pela coroa de elétrons por meio do efeito Compton inverso. Esta radiação reprocessada pode retornar ao disco e posteriormente sofrer reflexão ou ser emitida livremente (NETZER, 2015). Outro fenômeno físico que ocorre é a distorção do campo magnético na região devido ao gás quente ionizado. O campo magnético pode canalizar a matéria em forma de ventos ou até mesmo de jatos ao longo do eixo rotacional, os quais podem atingir velocidades relativísticas (HARRISON et al., 2018). Todos esses processos causam emissão contínua que pode ser descrita por meio da distribuição espectral de energia (SED, do inglês *Spectral Energy Distribution*) em um intervalo de mais de 10 décadas em frequência, como mostrado na Figura 1.1.

A energia potencial gravitacional é perdida na taxa $G M \dot{M} / r$, onde metade dela aquece o gás e a outra metade é irradiada à taxa L . Sendo r o raio do disco, G potencial gravitacional, M massa da buraco e a taxa de acreção a energia irradiada em forma de luminosidade é expressa pela equação 1.1 (PETERSON, 1997),

$$L = \frac{G M \dot{M}}{2 r}. \quad (1.1)$$

Assumindo um meio opticamente espesso, o fluxo emitido por unidade de área é $F = \pi B$ onde B é a função de Planck pois, a emissão local emergida de uma parte da superfície do disco pode ser descrita pelo espectro de um corpo negro. Sendo assim, a emissão de cada anel do disco (L_ν) é expressa por 1.2,

$$dL_\nu = 2 (2 \pi r (\pi B_\nu)) dr, \quad (1.2)$$

onde πr^2 é área do disco e o fator 2 é referente as duas superfícies emissoras do disco e B_ν é a função de Planck. Assim, a luminosidade total monocromática do disco (NETZER, 2013) é expressa por 1.3,

$$L_\nu = \frac{4 \pi^2 h \nu^3}{c^2} \int_{r_{\text{out}}}^{r_{\text{in}}} \frac{r dr}{\exp(h\nu/kT) - 1}, \quad (1.3)$$

²O Limite de Eddington é a maior luminosidade que um objeto massivo pode ter e ainda permanecer em equilíbrio hidrostático. Caso o limite não seja respeitado, a pressão da radiação se torna maior do que a força gravitacional, o que resulta na perda de massa do objeto.

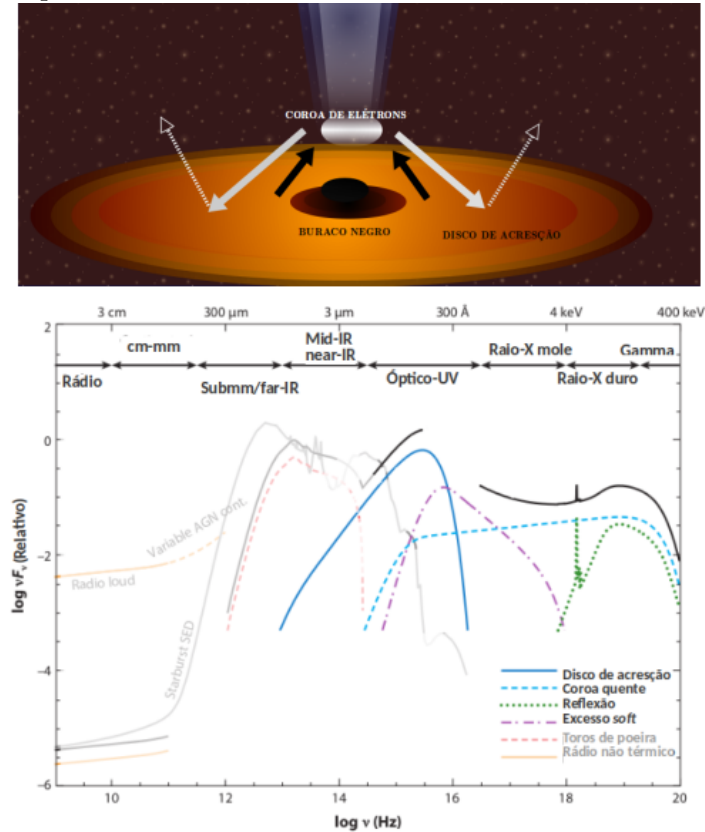
sendo c velocidade da luz, r_{out} e r_{in} respectivamente, raio externo e interno do disco, T a temperatura e ν a frequência associada a emissão. É possível perceber que a luminosidade do disco de acreção (L_ν) possui uma relação intrínseca com a frequência de emissão (ν), restringida pelo intervalo espectral de energia da SED do disco. A parte externa da borda do disco impõe uma temperatura mínima e uma frequência associada a esta, denominada ν_{out} . Seguindo desta frequência, o espectro desta emissão descreve um corpo negro com a frequência dependente da luminosidade. Na borda interna, há um outro valor de temperatura e frequência, ν_{in} . A L_ν aumenta exponencialmente em função da frequência, de modo que a frequência máxima corresponde a um máximo de temperatura do disco, assim o espectro da emissão associada a ν_{in} também pode ser descrito como um corpo negro. Deste modo, o disco de acreção possui um gradiente de temperatura, desde a borda externa a interna. O que implica em uma sequência de frequências associadas a luminosidades e temperaturas, tal que o somatório de todas estas, representa a emissão similar a um único corpo negro modificado. Essa emissão de corpo negro está representada na SED em cor azul na Fig 1.1. A origem de fótons mais energéticos em raios-X, representada na Figura 1.1 tracejado em cor ciano, possui sua produção favorecida pela temperatura da coroa quente de elétrons descrita anteriormente. Por sua vez, a radiação refletida é representada na Figura 1.1 em traço pontilhado na cor verde, esta é a radiação provinda da coroa de elétrons que foi refletida na parte externa ao disco ou pelo material circunuclear (NETZER, 2011).

1.3 Zoologia dos AGN

Do ponto de vista do espectro observado, AGNs podem ser divididos em duas grandes categorias: Tipo I e Tipo II. Estas se distinguem pela presença de linhas largas de emissão e pela forma do contínuo observado.

- **AGNs Tipo I:** Estes objetos são caracterizados pela presença de componentes largas e estreitas em suas linhas de emissão permitidas/semi-permitidas (HICKOX; ALEXANDER, 2018). As componentes largas são produzidas por nuvens de gás ionizado de alta densidade ($n_{\text{H}} > 10^9 \text{ cm}^{-3}$) sob o efeito do potencial gravitacional do SMBH (CZERNY, 2019). Estas nuvens se encontram na região mais central do AGN ($< 1 \text{ pc}$) e possuem velocidades da ordem de $10^3 - 10^4 \text{ km s}^{-1}$ (BIANCHI et al., 2019). A região emissora destas linhas é conhecida como região emissora de linhas largas (BLR, do inglês *Broad Line Region*). Por outro lado, as linhas estreitas são produzidas por nuvens de menor densidade ($n_{\text{H}} < 10^4 \text{ cm}^{-3}$) em compa-

Figura 1.1 - Painel superior: representação artística dos componentes que constituem o Modelo Padrão. Painel inferior: distribuição espectral de energia para um AGN não obscurecido, onde as curvas descrevem cada uma das principais componentes físicas do modelo. A curva preta representa o somatório de todas as componentes destacadas.



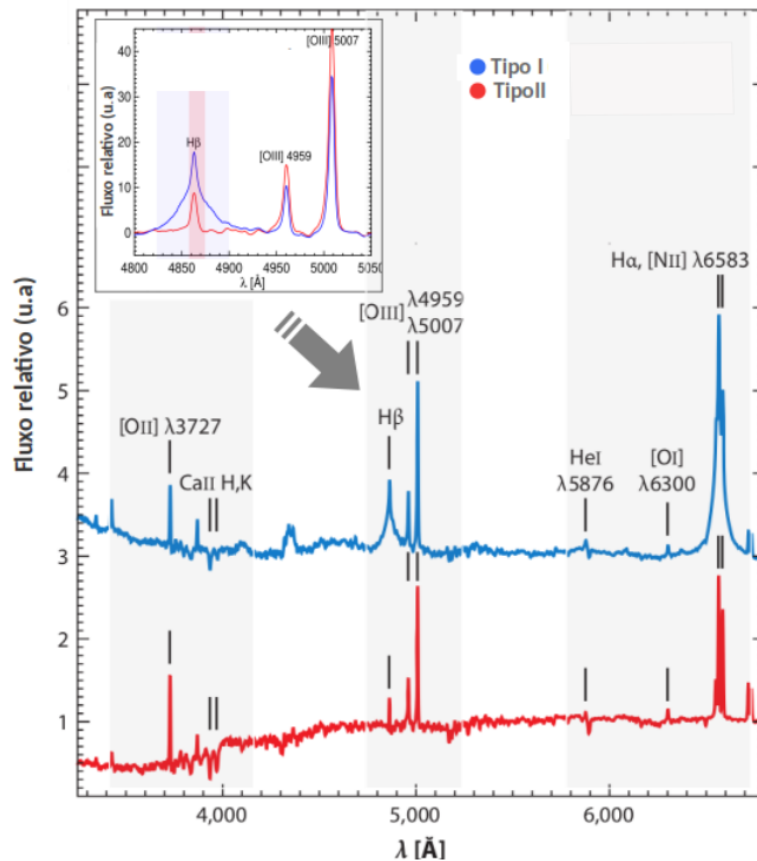
Fonte: Adaptada de Hickox e Alexander (2018).

ração a da BLR (e.g. Dors et al. (2014)) situadas longe da fonte central, em uma região estendida ($\sim 10^2 - 10^3$ pc) e com larguras que sugerem velocidades do gás da ordem de 10^2 km s $^{-1}$ (CAPETTI et al., 1996). A região emissora destas linhas é conhecida como região emissora de linhas estreitas (NLR, do inglês *Narrow Line Region*). Além disso, AGNs do Tipo I tem um contínuo dominado pela emissão do disco de acreção da fonte central, o qual é observado na forma de uma lei de potência (BERK et al., 2001). A Figura 1.2 mostra um exemplo de espectro de AGN do Tipo I em azul.

- **AGNs Tipo II:** Os objetos Tipo II são distinguidos da classe anterior devido ausência das componentes largas em suas linhas de emissão (NETZER, 2015). Assim, o espectro apresenta exclusivamente linhas estreitas e seu contínuo é predominantemente constituído pela emissão da população

estelar da galáxia hospedeira (ANTONUCCI; MILLER, 1985). Um exemplo do espectro de AGN do Tipo II é mostrado em vermelho na Figura 1.2. Apesar de ambos os espectros apresentarem linhas estreitas, é notável a presença de componentes largas, e.g. em $H\alpha$ e $H\beta$, apenas no espectro do Tipo I.

Figura 1.2 - Exemplo da diferença espectral de uma AGN Tipo I para uma Tipo II. Para uma AGN Tipo I, é observado a presença de linhas largas permitidas e linhas estreitas, enquanto em um Tipo II é observado apenas componentes estreitas. Em sombreado cinza estão destacadas as linhas de emissões comum a ambos espectros. Do lado superior esquerdo, é destacada a região em torno das linhas de $H\beta$ e $O\text{ [III] } \lambda 4959$ e $\lambda 5007$. Para construir estes espectros foi utilizada uma amostra retirada do catálogo ALPACA, onde foi feita a medianas de espectros de núcleos obscurecidos e não obscurecidos.



Fonte: Adaptada de DiPompeo et al. (2018) e Hickox e Alexander (2018).

Na primeira metade da década de 80, foi sugerido que os objetos de Tipo I e II poderiam ser a manifestação de um mesmo fenômeno físico. A diferença espectral observada sugeria a presença de uma estrutura que ocultaria a fonte central sob cer-

tos ângulos na linha da visada. O descobrimento de linhas largas em luz polarizada, similares às observadas em objetos de Tipo I, em NGC 1068, um AGN protótipo de Tipo II, representou um marco no entendimento da natureza dos AGNs (ANTONUCCI; MILLER, 1985). Isso será explicado em mais detalhe na Seção 1.4.

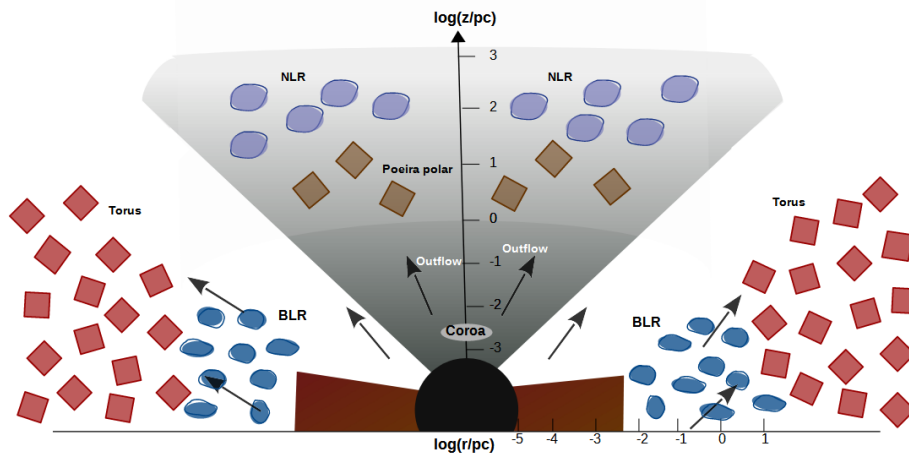
Os AGNs também podem ser fortes emissores na região de rádio-frequências. A classificação acima também pode ser aplicada para tais fontes. Dependendo de seus espectros ópticos, estas galáxias são chamadas de rádio-galáxias de linhas largas - BLRGs (do inglês *Broad-Line Radio Galaxies*) e as rádio-galáxias de linhas estreitas - NLRGs (do inglês *Narrow-Line Radio Galaxies*), e são representantes dos Tipos I e II, respectivamente (PETERSON, 1997; NESVADBA et al., 2010). Além das rádio-galáxias, AGNs ainda podem apresentar um núcleo caracterizado predominantemente por linhas de baixa de ionização. Esta classe de AGNs é chamada de LINERs (do inglês *Low Ionization Nuclear Emission-line Region galaxies*). LINERs também podem apresentar linhas largas e estreitas, sendo classificados como Tipos I e II segundo os mesmos critérios (HO, 1998; HO, 2008). Uma classe mais exótica de AGNs são os Blazares (PETERSON, 1997). Estes AGNs são caracterizados por um contínuo extremamente variável e intensa emissão em rádio. Acredita-se que os Blazares são observados quando o ângulo de visada coincide com o do jato rádio. Ainda considerando o critério luminosidade, as galáxias Seyfert são diferenciadas de Quasares por apresentarem luminosidade $L_{bol} \approx 10^{42} - 10^{45} \text{ erg s}^{-1}$ (HICKOX; ALEXANDER, 2018), enquanto os Quasares são objetos com valores de luminosidade superior ($L_{bol} > 10^{45} \text{ erg s}^{-1}$).

1.4 Modelo unificado

O modelo unificado estabelece que as diferenças observadas entre um AGN de Tipo I e II deve-se apenas a um efeito de orientação entre o observador e a fonte central. Isso por causa da presença de um torus espesso de gás e poeira que oculta a fonte central e a BLR sob certos ângulos de orientação. Quando o ângulo de visada favorece a observação da região interna do AGN, vê-se um objeto de Tipo I. Entretanto, para inclinações intermediárias e altas, o torus obscurece a região central a BLR, observando-se apenas a emissão provinda da NLR (ANTONUCCI, 1993). Além disso, é levado em consideração outros parâmetros no Modelo Unificado, como anisotropia do torus e obscurecimento (HICKOX; ALEXANDER, 2018). O toroide é composto por gás e poeira. É caracterizado por um raio interno, exposto a radiação ionizante da fonte central, e um raio externo composto por gás frio molecular (NETZER, 2015). Esta estrutura tem tamanho médio de 0.1 – 10 pc e um ângulo de abertura contribui para

colimar a radiação do AGN, produzindo assim uma saída bi-cônica, formando cones ionizados (ALMEIDA; RICCI, 2017). Este ângulo de abertura do toro está relacionado com uma característica chamada fator de cobertura, o qual somado à orientação da linha de visada, pode proporcionar ou não a visão da região interna no AGN. A Figura 1.3 mostra uma esquematização do cenário proposto pelo Modelo Unificado, ilustrando o buraco negro, disco de acreção, torus, cone de ionização e regiões de formação de linhas.

Figura 1.3 - Esquematização do modelo unificado, ilustrando as regiões de linhas largas, poeira polar, e de linhas estreitas. Também mostra importantes componestes que formam o cenário, como o torus, um elemento chave para a explicação dos AGNs Tipos I e II.



O cone de ionização possui regiões com diferentes densidades. Na região externa ao torus se encontra a NLR. Esta região possui gás com densidade no intervalo $\sim 10^{2-5} \text{ cm}^{-3}$ com linhas estreitas caracterizadas por FWHM na faixa de $300 - 1000 \text{ km s}^{-1}$ (HICKOX; ALEXANDER, 2018). O gás foto-ionizado pela fonte central produz linhas de $[\text{O III}] \lambda 5007$, $[\text{N II}] \lambda 6584$, $[\text{O II}] \lambda 3727$, $[\text{Ne V}] \lambda 3426$, $\text{C IV } \lambda 1549$ e da série do hidrogênio, linhas de Balmer e Lyman, entre outras (NETZER, 2015). É também observada a presença de linhas proibidas de alto potencial de ionização ($\chi > 100 \text{ eV}$), denominadas como linhas coronais, e.g. $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ e $[\text{Si VI}] \lambda 19630$ no infravermelho próximo (RODRÍGUEZ-ARDILA; FONSECA-FARIA, 2020). Na parte mais interna ao cone, dentro do torus, encontra-se a BLR, onde são emitidas as linhas largas com FWHM característicos de aproximadamente $1000 - 25,000 \text{ km s}^{-1}$ (CZERNY, 2019).

Apesar das variedades de AGNs existentes, este trabalho é focado em Galáxias Sey-

fert 1 e Quasares (ambas do Tipo I) e as duas subseções seguintes 1.5, 1.6 descrevem estes AGNs especificamente.

1.5 Quasares

Os Quasares são uma classe de AGN de alta luminosidade ($L_{bol} > 10^{45}$ erg s⁻¹) (SCHMIDT, 1963). Usualmente são observados como fontes puntiformes, pois sua luminosidade é dominada pela fonte central do núcleo ativo e ofusca a galáxia hospedeira. Quasares podem possuir forte emissão em rádio. Nesse caso, são chamados de *radio-loud*. Ou podem apresentar emissão fraca em rádio, em cujo caso são chamados de *radio-quiet* (PETERSON, 1997). Para distinguir radio-fontes como emissores fortes ou fracas é utilizada a luminosidade rádio em 8 GHz, sendo *radio-loud* para valores maiores que $L_r = 10^{25}$ W Hz⁻¹, e para valores menores a fonte é considerada *radio-quiet* (HOOPER et al., 1995; BARVAINIS et al., 2005). O termo quasar (do inglês *Quasi-Stellar Radio Source*) é utilizado para denominar a fração destes objetos que possuem emissão rádio, enquanto objetos com emissão fraca são tratados como QSOs (do inglês *Quasi-Stellar Object*). Dentre todos os quasares, a porcentagem dos que possuem emissão rádio silenciosa representam um valor de 90% (BARVAINIS et al., 2005). Pelo fato que a emissão rádio não é relevante neste trabalho, não faremos distinção entre quasares e QSOs. Em todos os casos, vamos nos referir a essas duas classes como quasares.

Do ponto de vista espectroscópico, quasares são caracterizados pela forte emissão de linhas largas e linhas estreitas menos intensas, sendo observados desde o universo local até em altos *redshifts* (BAÑADOS et al., 2015). Além disso, quasares apresentam valores de massas de buracos negros em um intervalo de $10^8 - 10^{10} M_{\odot}$ (SULENTIC et al., 2011).

Os espectros de quasares no UV-óptico incluem linhas largas de potencial de ionização > 50 eV (HILs, daqui em diante, do inglês *High Ionization Lines*) e linhas de baixo potencial de ionização < 20 eV (LILs do inglês *Low Ionization Lines*). Algumas das espécies típicas de HILs comumente encontradas são C IV λ 1549 e He II λ 1640. Enquanto para as LILs estão incluídas a série de Balmer (H α e H β), Mg II λ 2800, o tripleto do Ca II no infravermelho e linhas de Fe II (MARZIANI et al., 2019). Além disso os espectros apresentam um excesso do fluxo no UV, e geralmente possuem linhas de Fe II menos intensas e $\text{FWHM}_{H\beta} > 4000$ km s⁻¹ (PANDA et al., 2019). Um exemplo de espectro típico de um Quasar é apresentado no painel inferior da Figura 1.4, onde é observada a característica espectral dos perfis largos das linhas de

H γ e H β .

1.6 Seyfert 1

As galáxias Seyferts 1 (S1) são as análogas de baixa luminosidade dos Quasares ($L_{bol} 10^{42}-10^{45} \text{ erg s}^{-1}$) (HO, 2008; HICKOX; ALEXANDER, 2018). Em contraste aos Quasares, apesar do núcleo também ser muito brilhante nas Seyfert 1, pode-se resolver totalmente (ou parcialmente) a galáxia hospedeira, cuja morfologia é geralmente espiral (ADAMS, 1977). Galáxias S1 abrigam buracos negros com valores de massas típicas de $10^{6.5}-10^{10} M_{\odot}$ (MCLURE; DUNLOP, 2001). O espectro apresenta intensa emissão de linhas estreitas e largas. Além das espécies já mencionadas acima, há a presença de linhas estreitas proibidas como [O III], [S II] e [Ne V]. Galáxias Seyfert 1 usualmente são *radio-quiet* (WEEDMA, 1977) apesar disso, vem sendo reportada ocasionalmente a detecção da atividade de emissão em rádio (HO; PENG, 2001; YUAN et al., 2008).

É amplamente reconhecida na literatura a presença de um subgrupo de Seyfert 1 intituladas *Narrow-line Seyfert 1*. A principal característica desses objetos é a presença de linhas largas com FWHM menor que 2000 km s^{-1} (OSTERBROCK; POGGE, 1985; KOMOSSA, 2007) em relação às Seyferts 1 clássicas. Pela relevância desses objetos no contexto deste trabalho, serão descritas com mais detalhe na próxima seção.

1.6.1 *Narrow-line Seyfert 1*: linhas largas estreitas?

Narrow-line Seyfert 1 (NLS1) são AGNs cujas componentes largas das linhas de emissão permitidas são mais estreitas do que o usual para uma Seyfert 1 clássica. Estes objetos são definidos via dois critérios estabelecidos por meio do espectro óptico: (i) é utilizada a componente larga de H β , onde a linha permitida deve ser tal que o $\text{FWHM}_{H\beta} < 2000 \text{ km s}^{-1}$, e (ii) usa-se a relação de H β com a emissão de [O III] $\lambda 5007$, isto é, $[\text{O III}]/\text{H}\beta < 3$ (OSTERBROCK; POGGE, 1985; KOMOSSA, 2007; OIO et al., 2019). Algumas NLS1 possuem linhas permitidas de H I onde a componente larga apresenta valores de FWHM menores do que 1000 km s^{-1} , similar aos valores encontrado para as linhas estreitas emitidas na NLR. A evidência que comprova que esta emissão larga está, de fato, associada à BLR é a polarização característica das linhas emitidas nessa região (GOODRICH, 1989). A Figura 1.4 apresenta detalhes do espectro óptico na região de H β para uma NLS1 (painel superior) e um Quasar (painel inferior). É perceptível a diferença significativa na largura da linha de H β

assim como na intensidade da linha de proibida de [O III] nesses dois objetos. A emissão de Fe II está representada pelas áreas sombreadas em verde.

Os resultados observacionais de NLS1 indicam que este tipo de galáxias possui, em geral, massas de buracos negros com valores da ordem de $\sim 10^6 - 10^8 M_{\odot}$ (MATHUR et al., 2001; LAKICEVIC; POPOVIC, 2018). Acredita-se que estas galáxias se encontram nos primeiros estágios da evolução do AGN, com o buraco negro ainda em crescimento (MATHUR, 2000). Ainda, NLS1 possuem razões de Eddington (L_{bol}/L_{Edd}) próxima a 1, i.e., no limite de Eddington. A detecção de buracos negros de massas intermediárias ($\sim 10^7 M_{\odot}$) em estudos dominados por NLS1 (NEGRETE et al., 2018; MARINELLO et al., 2020) corroboram a ideia desses serem AGNs jovens, ainda em crescimento. Altas taxas de acreção também têm, como consequência, a formação de *outflows*, provocados pela forte pressão de radiação da região central (KOMOSSA, 2007).

Em contraste aos objetos Tipo I clássicos, que em geral possuem perfis de linhas largas descritos por uma função Gaussiana, aqueles das NLS1 são bem reproduzidos por perfis Lorentzianos (CRACCO et al., 2016; BERTON et al., 2020). Além disso, de forma sistemática, NLS1 estão associadas a forte emissão em Fe II (SHEN; HO, 2014; PANDA et al., 2018). Tais AGNs apresentam valores de intensidade da razão de linhas Fe II $\lambda 4570/H\beta$ tipicamente maiores que 0.5 (OSTERBROCK; POGGE, 1985; GOODRICH, 1989; SHEN; HO, 2014; MARZIANI; SULENTIC, 2014).

Frequentemente as NLS1s são relacionadas com forte emissão no infravermelho próximo³ (MORAN et al., 1996). Estudos sobre as propriedades da galáxia hospedeira e observações das emissões do AGN no infravermelho próximo (NIR, do inglês *Near-Infrared*), auxiliam no detalhamento dessas propriedades das NLS1 (KOMOSSA, 2007). Estes objetos são importantes no contexto deste trabalho, pois grande parte da amostra é composta de NLS1 com forte emissão de Fe II, estudadas no infravermelho próximo.

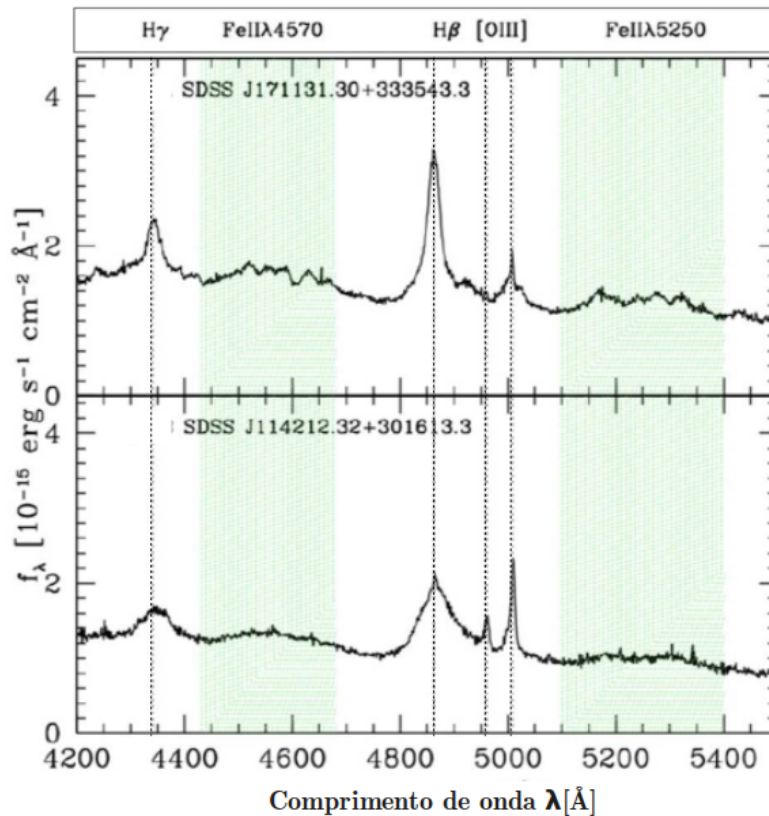
1.7 A Broad Line Region, BLR

Nesta subseção, vamos detalhar as características mais relevantes da BLR, pois grande parte deste trabalho consiste em estudar as linhas que provêm desta região. AGNs Tipo I contemplam em seus espectros linhas de emissão provindas da região do gás turbulento mais próximo do SMBH (CZERNY, 2019). A BLR está localizada

³O infravermelho próximo, é a região do espectro eletromagnético que compreende o intervalo de $0.78 \mu\text{m} - 2.5 \mu\text{m}$.

em uma região com dinâmica complexa, exposta à radiação oriunda do disco de acreção, e sujeita a movimentos turbulentos de *inflow* e *outflow* (SHAPOVALOVA et al., 2012), além de estar sob a influência do potencial gravitacional do SMBH. Esta região possui nuvens de alta densidade, com valores típicos de $n_H > 10^9\text{--}10^{12}\text{ cm}^{-3}$ e ainda valores de densidade de coluna de $N_H > 10^{22}\text{--}10^{24}\text{ cm}^{-2}$. Além de velocidades de micro-turbulência do gás da ordem de $10\text{--}20\text{ km s}^{-1}$ (SIGUT; PRADHAN, 2003; PANDA et al., 2018) para região de produções das linhas de baixa ionização (DULTZIN-HACYAN et al., 1999).

Figura 1.4 - Painel superior: espectro de uma NLS1 na região do óptico. Pode-se notar que a linha de $H\beta$ possui um perfil mais estreito. Painel inferior: espectro típico de um Quasar, onde é possível ver a clara diferença de valores de FWHM das linhas de hidrogênio com relação ao painel superior. Em ambos os painéis, as linhas verticais pontilhadas identificam algumas linhas de emissão descritas nessa seção e as áreas hachuradas em verde mostram os excessos de Fe II.



Fonte: Adaptada de Sulentic e Marziani (2015).

Toda a região emissora de linhas largas está preenchida pelo gás emissor, com distância em relação a fonte central em escalas de \sim dias-luz ou semanas-luz ($10^{16}\text{--}10^{17}\text{ cm}$) (KASPI et al., 2000; PETERSON, 2006). O espectro emitido pelo gás da BLR apre-

senta linhas permitidas e semi-permitidas, com FWHM de aproximadamente 800–25,000 km s⁻¹ (CZERNY, 2019). O perfil de linha pode ser modelado por uma função Gaussiana ou Lorentziana (PETERSON, 2006; KOLLATSCHNY; ZETZL, 2012).

A natureza compacta da BLR (< 0.1 pc) não permite que esta região seja espacialmente resolvida usando os métodos convencionais de observação. Por este motivo, a BLR é geralmente estudada usando duas técnicas: mapeamento por reverberação (MR) e/ou espectro de uma única época. O mapeamento por reverberação permite através da diferença de tempo entre a variação do contínuo da fonte central e a posterior variação do fluxo de uma dada linha em emissão, determinar a geometria e tamanho da BLR (CZERNY; HRYNIEWICZ, 2011). Sabendo que o movimento das nuvens emisoras são descritos por movimentos keplerianos (PETERSON, 2006) e usando os princípios de Kepler e o raio da BLR (R_{BLR}) estimado pelo tempo de retardo (τ) relacionado a variação do contínuo, i.e., $R_{BLR} = c\tau$ onde c é a velocidade da luz, pode-se obter uma relação da estimativa de massa do buraco negro apresentada na equação 1.4:

$$M_{BH} = f \frac{R_{BLR} v^2}{G}, \quad (1.4)$$

sendo G a constante gravitacional, v a velocidade radial das nuvens da BLR e f o fator virial que depende da estrutura e geometria da BLR (CZERNY, 2019), sendo considerada uma distribuição geométrica de nuvens esféricas. Os estudos de variabilidade, foram de fundamental importância na construção de relações de escalas aplicadas a espectros de uma só época. A relação entre tamanho da BLR (R_{BLR}) com a luminosidade do contínuo do AGN, é expressa por $R_{BLR} \propto L^{1/2}$ (PETERSON, 2006; VESTERGAARD; PETERSON, 2006; CZERNY et al., 2019). Este um importante resultado sugere um método alternativo para estimar a massa do buraco negro em relação à equação 1.4. Dada a relação de escala, é utilizada a luminosidade (KASPI et al., 2000) ao invés do raio determinado pelo tempo de retardo do MR. Neste caso, também é substituído como uma aproximação a largura da linha definida pelo FWHM ao invés da velocidade radial das nuvens da BLR.

As nuvens que constituem a BLR são consideradas em equilíbrio térmico. Possuem uma distribuição de densidade local dependente do raio da BLR e da exposição a radiação da fonte central, sendo menos densas na parte exposta e mais densas na região de raio externo, com um intervalo de temperatura variando entre 10,000 K – 20,000 K (CZERNY, 2019). De acordo com o tamanho da nuvem emissora, pode haver diferente exposição de suas partes à região central. A parte exposta da nuvem à ra-

dição ionizante do AGN é emissora de HILs e.g., He II, He I, C IV, enquanto a parte não exposta é emissora de LILs e.g, Mg II, Fe II, Ca II e O I. A emissividade de cada linha como função da distância da parte frontal da nuvem pode ser calculada por códigos de fotoionização como CLOUDY (FERLAND et al., 1998). Apenas recentemente a BLR foi resolvida através do instrumento GRAVITY (STURM et al., 2018), por meio da linha Paschen α no infravermelho. O estudo revelou uma distribuição de nuvens achatadas, concentradas próximo ao plano equatorial e com movimentos keplerianos. Além da geometria, os pesquisadores também obtiveram informações sobre o tamanho da BLR, sendo cerca de 2 vezes menor daquele mensurado por estudos de MR usando as linhas de $H\beta$ e $H\gamma$.

A distinção entre os limites da BLR e NLR se torna muito clara quando há necessidade de se modelar componentes complexas, como $H\beta$ com dois perfis, largo e estreito. Essa distinção das componentes da linha reforça a ideia de haver uma clara distinção das regiões por meio de um *gap* (NETZER; LAOR, 1993). Por meio do ajuste dos perfis de linhas de emissão desta região, pode-se traçar ambos os raios, sendo o raio externo delimitado pela temperatura de sublimação da poeira (1500 K). Uma linha de emissão que mostrou-se muito eficiente para se delimitar o raio externo é a da linha de Fe II (CZERNY, 2019).

1.8 Emissão do Fe II no infravermelho

Uma característica espectral comum aos quasares, às Seyfert de Tipo I e às NLS1, é a emissão de Fe II, que forma um pseudo-contínuo desde o UV até o NIR. Este pseudo-contínuo é o resultado do acúmulo de centenas de milhares de múltiplos ($> 344,000$), cujas linhas em emissão individuais estão muito próximas entre si em comprimento de onda ($< 0.1 \text{ \AA}$). A separação das linhas é impossibilitada pela largura dos perfis, com $\text{FWHM} > 700 \text{ km s}^{-1}$ ou mais (SIGUT; PRADHAN, 2003; BRUHWEILER; VERNER, 2008).

A emissão de Fe II em AGN é importante por diversos motivos:

- a) Representa um importante mecanismo de resfriamento na BLR. Estima-se que 25% da emissão total da BLR é produzida pelas linhas de Fe II (WILLS et al., 1985);
- b) O pseudo-contínuo formado pelas numerosas emissões (entre o UV e o NIR) (BRUHWEILER; VERNER, 2008; MARINELLO et al., 2016) se não for adequadamente modelado pode levar a uma errônea descrição das condi-

ções físicas da BLR;

- c) O gás responsável pela emissão de Fe II pode prover importantes evidências da estrutura e cinemática da BLR (HU et al., 2008);
- d) AGNs com forte emissão de Fe II apresentam em seu espectro linhas de [O III] pouco intensas. Ainda, é observada uma anti-correlação da largura da componente larga de H β com a intensidade de Fe II (BOROSON; GREEN, 1992).

Esta emissão é particularmente interessante em NLS1s, que apresentam normalmente intensa emissão de Fe II. A emissão de Fe II é mensurada através da quantidade R_{4570} , i.e., a razão de fluxo entre o *bump* de Fe II centrado em 4570 Å e o fluxo da componente larga de H β (BOROSON; GREEN, 1992; SHEN; HO, 2014; SULENTIC; MARZIANI, 2015).

Apesar de sua importância, ainda não existem modelos que reproduzam esta emissão em sua totalidade. Os modelos de fotoionização mais avançados incluem diversos mecanismos de excitação: auto-fluorescência via transições do Fe II sobrepostas, excitação colisional e fluorescência do contínuo via linhas ressonante do UV (WILLS et al., 1985; JOLY, 1993). No entanto estes modelos falham em reproduzir a emissão de Fe II. Um avanço nesta área foi dado por Sigut e Pradhan (1998a) que sugeriram Fluorescência de Lyman- α como mecanismo para realçar esta emissão. As características chave da presença deste mecanismo estão no excesso de Fe II em 9200 Å e nas linhas de Fe II ao redor de 1 μ m previstas pelos modelos Sigut e Pradhan (1998a) e posteriormente comprovados observacionalmente (RODRIGUEZ-ARDILA et al., 2002; MARINELLO et al., 2016; MARINELLO et al., 2020).

A fluorescência de Ly α estimula a emissão das linhas de Fe II em 1 micrometro, e é responsável exclusiva pelas linhas do *bump* em 9200 Å (ver Fig. 1.5). As linhas em 1 μ m são produzidas pela segunda cascata do processo de fluorescência de Ly α . Inicialmente esta fluorescência estimula o povoamento de níveis de energia localizados em ~ 15 eV do estado (t,u)⁴G, que decai para o estado b⁴G (~ 6 eV) e emite fótons no UV correspondente a transições em torno de 1860 Å. Novamente ocorre um decaimento do nível b⁴G \rightarrow z⁴(D,F). Essa segunda cascata dá origem às linhas em torno de 1 μ m (RODRIGUEZ-ARDILA et al., 2002). O decaimento do nível z⁴(D,F) é o responsável por povoar os níveis de energia inferiores, a partir dos quais é produzida a maior parte do Fe II no óptico, como o *bump* em 4570 Å. Já o *bump* em 9200 Å é produzido pelo cascadeamento primário a partir da captura de um fóton

de Ly α pelo íon de Fe II via $u^4(P,D) \rightarrow e^4D$ e $v^4F \rightarrow e^4D$. Uma segunda cascata a partir do nível e^4D (~ 10 eV), produz fótons responsáveis pelas linhas em torno de ~ 2800 Å via $e^4D \rightarrow z^4(D,F)$. Novamente, isso possibilita o povoamento dos níveis $z^4(D,F)$, responsável pela maior parte da produção de Fe II no óptico. A física parcial dos processos de excitação explicados acima pode ser observada na Figura 1.5, por meio do diagrama de Grotrian⁴ juntamente com o digrama dos níveis de energia das transições que acarretam nas emissões em torno de 1 micrón. As linhas observadas em $1 \mu\text{m}$ são as mais isoladas e as mais intensas de todo o espectro no intervalo de $0.8\text{-}2.4 \mu\text{m}$. Isto viabiliza a caracterização da forma e largura dos perfis individuais das linhas de Fe II, assim como permite a determinação de forma acurada da intensidade dessa emissão. Por esse motivo, a região do NIR é de grande interesse para o estudo do Fe II, pois diferente do que acontece no UV e no óptico, as linhas podem ser resolvidas individualmente.

Resultados derivados de modelos teóricos de Fe II mostram que existem condições físicas que potencializam a produção de Fe II na BLR. Nuvens densas com valores de $n_{\text{H}} > 10^{11.5} - 10^{12.0} \text{ cm}^{-3}$ tornam mais eficientes a produção de linhas, porém para valores menores a eficiência da emissão diminui, de tal forma que para valores típicos da NLR ($n_{\text{H}} < 10^5 \text{ cm}^{-3}$) é nula. Além disso, a radiação ionizante que ilumina as nuvens possui parâmetro de ionização de $U^5 < 10^{-2.5}$ (BRUHWEILER; VERNER, 2008; MATSUOKA et al., 2008; NEGRETE et al., 2012; MARINELLO et al., 2020).

Apesar de sabermos sobre os possíveis mecanismos de emissão da linha de Fe II, a origem do gás emissor ainda é um problema não compreendido nas AGNs (MARTÍNEZ-ALDAMA et al., 2015). Autores presumem que estas nuvens estão localizadas na região mais externa da BLR (RODRIGUEZ-ARDILA et al., 2002; MARINELLO et al., 2016), passiva à atuação direta do forte potencial gravitacional do SMBH. Mapeamentos de reverberação da linha de Fe II são de difícil obtenção (BARTH et al., 2013; SHEN et al., 2014), pois na grande maioria dos casos, pouca ou nenhuma variabilidade é detectada, mesmo em alvos com forte variação em outras linhas produzidas na BLR (e.g. H β e Ca IV). Pelo exposto acima, uma alternativa é estudar íons de menor complexidade com a física do gás emissor similar à do Fe II. Tais espécies seriam Ca II (triplete de cálcio CaT) e O I, já que esses íons possuem linhas com larguras similares as de Fe II e, como os resultados indicam, são formadas nas mesmas nu-

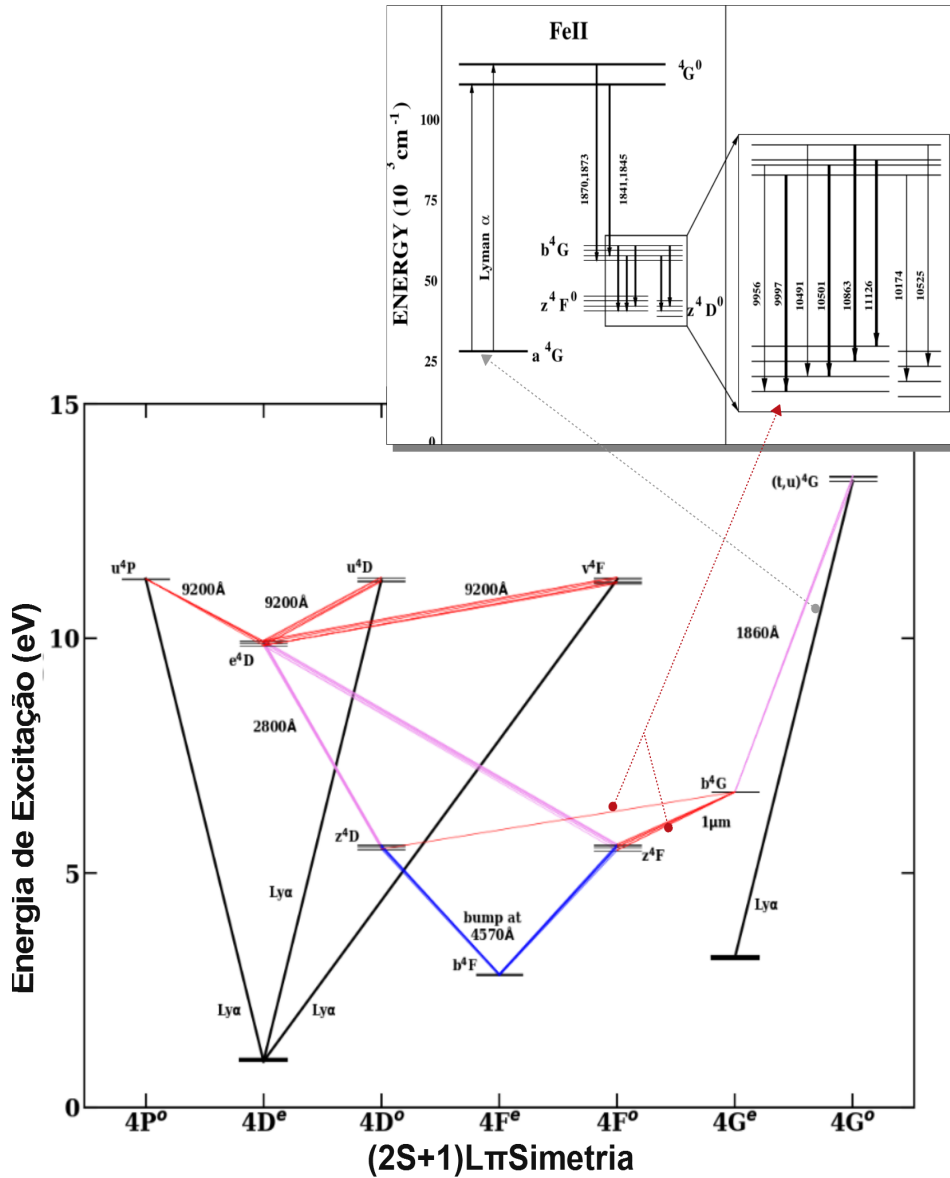
⁴Também chamado de diagrama de termos - descreve transições eletrônicas permitidas e proibidas entre níveis de energia de um íon.

⁵O parâmetro de ionização U representa a razão adimensional do número de fótons ionizantes e da densidade de elétrons, ou de forma equivalente a densidade total de hidrogênio ionizado e neutro.

vens que produzem o Fe II (MATSUOKA et al., 2008; MARTÍNEZ-ALDAMA et al., 2015). Estas linhas de baixo potencial de ionização também são emitidas no infravermelho próximo (RODRIGUEZ-ARDILA et al., 2002). Deste modo, estudos baseados nas linhas de O I e CaT podem fornecer informações muito relevantes para a compressão das propriedades físicas do gás emissor de Fe II e de sua localização mais provável na BLR.

Recentemente foi mostrado por Marinello et al. (2016) que a emissão do Fe II no óptico e NIR estão correlacionadas de maneira intrínseca como sugerida pelos modelos. Ainda, eles mostraram a importância do NIR no estudo de Fe II. Como esta região possui linhas de Fe II isoladas (ou apenas moderadamente sobrepostas), o estudo dessa emissão se torna mais preciso. Apesar da importância do estudo da compreensão da emissão de Fe II, muito de sua origem ainda permanece um enigma. A física por trás dos altos valores de R_{4570} encontrados em alguns objetos (particularmente as NLS1), ainda não é compreendida. Alguns autores sugerem uma metalicidade mais alta para a BLR (NEGRETE et al., 2012) enquanto outros sugerem condições físicas mais extremas (MARINELLO et al., 2020). **Se a BLR apresenta metalicidade supra-solar, como ela foi enriquecida? Estaria a poeira observada na BLR trazendo grãos de ferro para dentro da BLR, enriquecendo-a em metais? Seriam as condições físicas na BLR mais extremas ($n_H > 10^{13} \text{cm}^{-3}$)?** Diversas perguntas sobre a emissão de Fe II permanecem em aberto, e observações de grandes amostras, combinando óptico e NIR, são necessárias para respondê-las.

Figura 1.5 - Representação do diagrama de Grotrian para as transições de Fe II no NIR e UV. Destacam-se as linhas em 1860 Å e 9200 Å, as quais são originadas via excitação por fluorescência de Ly α . Posteriormente, o cascadeamento secundário após a captura de um fóton de Ly α emite as linhas da região de 1 μ m e a linha de 2800 Å. Estes decaimentos povoam os níveis z⁴D e z⁴F, responsáveis pela emissão do *bump* de Fe II em 4570 Å. O diagrama da parte superior detalha os níveis de energia e transições da linha de Fe II na região de 1 μ m.



Fonte: Adaptada de Marinello et al. (2020) e Rodriguez-Ardila et al. (2002)

1.9 Autovetor 1

No trabalho seminal de Boroson e Green (1992), estes apresentaram pela primeira vez uma análise das propriedades físicas observacionais do gás emissor da BLR ($H\beta$, Fe II $\lambda 4570$ e He II $\lambda 4686$) e do contínuo ionizante (raios-X, óptico e rádio), em uma amostra completa de quasares *radio-quiet*. Para isso, eles adotaram um método consistente para medir a emissão de Fe II em AGNs. Removendo linhas diferentes daquelas de Fe II, eles criaram um *template* contendo apenas emissão de Fe II a partir do espectro I Zw 1. O trabalho visava encontrar correlações robustas entre as propriedades do gás emissor de linhas no óptico e as propriedades do contínuo (rádio até raios-X) na amostra. Boroson e Green (1992) utilizaram o método de análise dos componentes principais (PCA, do inglês *Principal Component Analysis*), o qual através da construção de uma matriz de correlações entre os parâmetros observáveis, procura-se por aquelas que apresentam a maior variância. A característica dominante é chamada de Autovetor 1 (EV1, do inglês *Eigenvector 1*). O estudo revelou que a componente dominante do EV1, com 30% da variância total, é formada pelas anticorrelações entre a intensidade do Fe II (R_{4570}) no óptico com (1) a intensidade da linha de [O III] e (2) a assimetria da linha de $H\beta$.

Dados observacionais adicionados aos de Boroson e Green (1992), obtidos por Sulentik et al. (2000), permitiram que o Autovetor 1 fosse expandido para um espaço paramétrico de 4 dimensões (SULENTIC; MARZIANI, 2015; MARZIANI et al., 2018). O espaço de parâmetro 4D envolve medidas de: (i) o valor de FWHM da componente larga de $H\beta$; (ii) a razão da largura equivalente (W) (ou fluxo) da emissão de Fe II centrado em $\lambda 4570$ com a componente larga de $H\beta$, $R_{4570} = W(\text{Fe II } \lambda 4570 \text{ \AA})/W(H\beta) \approx F(\text{Fe II } \lambda 4570 \text{ \AA})/F(H\beta)$; (iii) o índice de fótons em raios-X moles (Γ_{soft}); (iv) o deslocamento da velocidade do perfil de linha larga de C IV $\lambda 1549 \text{ \AA}$. O plano no óptico do espaço de parâmetros 4D do EV1 define a sequência principal de quasares. Dentro da sequência principal, existe uma separação em duas populações distintas, população A e população B (SULENTIC et al., 2011). População A apresenta $\text{FWHM}_{H\beta} < 4000 \text{ km s}^{-1}$, perfis de linhas largos lorentzianos, forte emissão de Fe II, pequeno excesso em raios-X moles e linhas de C IV $\lambda 1549$ com assimetria e *blueshift* (MARZIANI; SULENTIC, 2014). É constituída por fontes em maioria de tipo NLS1, silenciosas em rádio e com alta taxas de acreção (MARZIANI; SULENTIC, 2014), onde o valor médio de $L/L_{Edd} \approx 0.2$ corresponde ao limite entre as duas populações (MARZIANI; SULENTIC, 2014). Fontes da população B apresentam $\text{FWHM}_{H\beta} > 4000 \text{ km s}^{-1}$ (SULENTIC et al., 2000), perfis de linhas largas representadas por gaussianas, em geral fraca emissão de Fe II, sem excesso nos

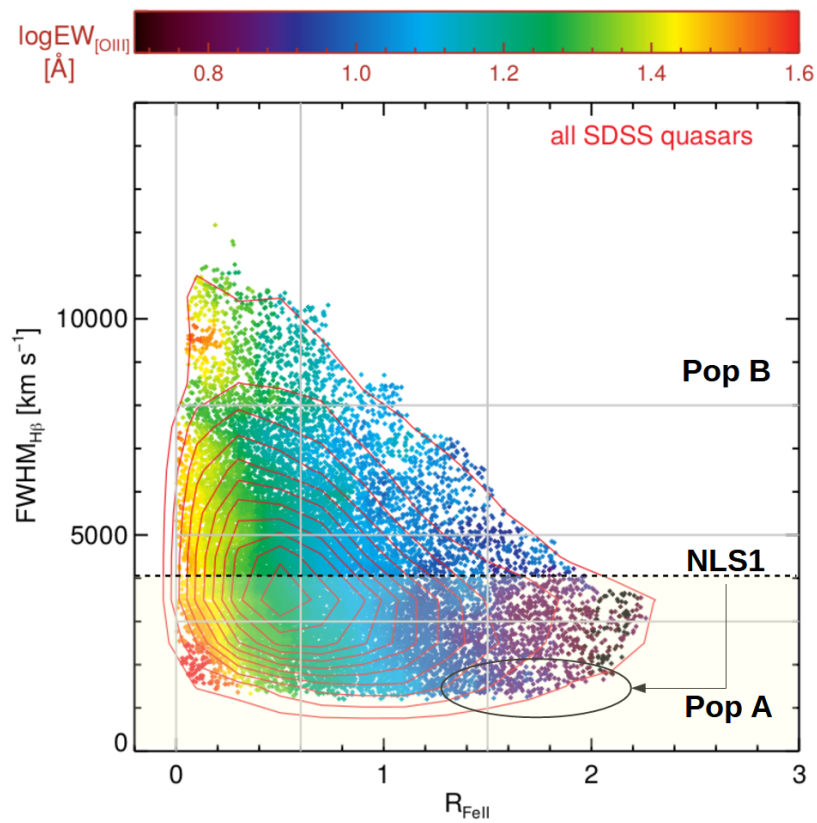
raios-X moles e sem deslocamento da linha de C IV $\lambda 1549$ (MARZIANI; SULENTIC, 2014). São fontes rádio clássicas com baixa taxa de acreção (SULENTIC; MARZIANI, 2015). Um resultado adicional confirmado por Shen e Ho (2014) é sobre se efeitos de orientação influenciam o FWHM de $H\beta$, como é apresentado na Figura 1.6. Esse resultado implica na dispersão observada dos valores de larguras de $H\beta$, pois a população tipo A possui tendência de orientação *face-on*, enquanto a população B possui uma orientação *pole-on*. Este efeito de orientação é muito relevante em fontes com fraca emissão de Fe II, pois de algum modo influencia nos diferentes perfis de linhas observados entre as populações A e B (SULENTIC; MARZIANI, 2015; PANDA et al., 2019; PANDA et al., 2018).

A relação entre o EV1 e parâmetros teoricamente motivados como a razão de Eddington, a massa e o spin do buraco negro, a composição química, e a orientação, ainda não está clara. Persistentemente vem sendo observado que R_{4570} aumenta conforme a taxa de Eddington cresce, e oposto à massa do buraco negro, que diminui (ŚNIEGOWSKA et al., 2018). No plano óptico do Autovetor 1, apresentado na Figura 1.6, cada distribuição de $\text{FWHM}_{H\beta}$ tem fixado um valor de R_{4570} . Shen e Ho (2014) argumentam que essa dispersão dos objetos no plano óptico é induzida pelo efeito de orientação, implicando na dispersão das larguras de $H\beta$ observadas. Uma característica importante apresentada na Figura 1.6 é a relação entre o $\text{FWHM}_{H\beta}$ com a intensidade de Fe II, onde para $\text{FWHM}_{H\beta} < 4000 \text{ km s}^{-1}$ os objetos tendem a ter forte emissão de Fe II, i.e., intensidade de Fe II maior que 1. Estes objetos de forte emissão de Fe II estão localizados no extremo desse plano óptico, e para este mesmo grupo, há uma anti-correlação com a intensidade de [O III] emitido, a qual tende ser mais fraca.

Os objetos localizados no extremo direito (em roxo) da Figura 1.6, são basicamente NLS1 com forte emissão de Fe II ($R_{4570} > 1$). Estes representam apenas uma pequena fração dos AGNs ($\sim 5\%$) (LAWRENCE; SAUNDERS, 1988). Rakshit et al. (2017) observaram que, dos objetos estudados, apenas $\sim 0.5\%$ das NLS1 possuíam emissão extrema de Fe II ($R_{4570} > 2$). De forma geral, estes autores encontraram, para a maioria dos objetos, valores de R_{4570} menores que ≈ 0.64 . Outros trabalhos já haviam reportado valores similares para AGNs, $R_{4570} \sim 0.4$. Tipicamente, estima-se que 90% dos AGNs possuem valores de $0.1 < R_{4570} < 1$ (BERGERON; KUNTH, 1984). Destacamos que a classe mais intensa de emissores de Fe II ($R_{4570} > 1$) tem sido pouco explorada na literatura. A observação e o estudo de AGNs dominados por objetos com essa característica é fundamental para uma maior compreensão de sua natureza. Neste trabalho buscamos estudar estes objetos na região do NIR no con-

texto do Autovetor 1, procurando por correlações entre propriedades observacionais e, se possível, reproduzir no NIR as propriedades observadas do óptico, por meio de linhas análogas nesta região espectral.

Figura 1.6 - Distribuição de quasares no plano do Autovetor 1. No eixo vertical temos o FWHM de $H\beta$, onde pode-se perceber que ele cresce verticalmente. Já no eixo horizontal, temos a intensidade de $Fe\ II$, a qual cresce para o sentido da esquerda-direita. Sendo $R_{Fe\ II}$ a razão entre o fluxo integrado de $Fe\ II$ em $4570\ \text{\AA}$ pelo fluxo integrado da componente larga de $H\beta$. A barra de cores indica a largura equivalente de $[O\ III]$, com uma distribuição de valores sendo 0.8 representando a intensidade da linha de forma mais fraca.



Fonte: Adaptada de Shen e Ho (2014).

1.10 Motivações e objetivos do trabalho

Apesar de AGNs serem vastamente estudados na literatura (KOVAČEVIĆ et al., 2010; POPOVIĆ; KOVAČEVIĆ, 2011; SHEN et al., 2011; RAKSHIT et al., 2017) a maior parte destes estudos é focado no óptico. A região do NIR tem sido pouco explorada em amostras grandes, tendo suas contribuições em maior parte dedicadas a objetos individuais (RIFFEL et al., 2008; RIFFEL et al., 2011), e normalmente estão interessados em propriedades gerais dos AGNs tanto Tipo I quanto Tipo II (RIFFEL et al., 2006; MARTÍNEZ-ALDAMA et al., 2015; MARINELLO et al., 2016). Neste trabalho focaremos em AGNs do Tipo I, particularmente quasares e Galáxias Seyfert I (clássicas e NLS1), em uma amostra de 67 AGNs observados no NIR.

Construiremos um atlas, a partir de informações obtidas sobre as linhas de emissão da amostra. É o objetivo caracterizar as LIL mais relevantes da *Broad Line Region*, tais como linhas da série de Paschen, He I $\lambda 10830$, O I $\lambda 8446$, CaT $\lambda 8498$ e, principalmente, as linhas de Fe II em especial a de 10502 \AA . Estas linhas serão ajustadas por perfis gaussianos ou lorentzianos, para obtenção do FWHM. Também serão medidos centroides das linhas e fluxo integrado. Além disso, será caracterizado o contínuo em emissão em termos da combinação das componentes: disco de acreção e emissão de poeira. A análise da caracterização do contínuo permite extrair informações como o índice espectral e a temperatura do corpo negro, associada a poeira quente do torus (RODRÍGUEZ-ARDILA; MAZZALAY, 2006). Pretendemos também usar as informações derivadas das linhas e do contínuo para analisar os mecanismos de excitação e a localização mais provável da região emissora das linhas dentro da BLR.

A partir das medidas descritas acima, iremos explorar as correlações contidas no Autovetor 1 no óptico, na região do NIR. Com este intuito, será utilizada a linha de [S III] 9531 \AA como análoga à do [O III] 5007 \AA , as linhas de Fe II em $1 \mu\text{m}$ em substituição do Fe II $\lambda 4570$ e as linha de Pa β em substituição de H β . A extensão do EV1 no NIR é fundamental. Com a iminente entrada em operação do telescópio espacial James Web, amostras de AGNs fortemente obscurecidos virão a ser descobertas. Precisam-se de estudos validados da propriedades emissoras de linhas nesse intervalo espectral para o entendimento da física da fonte central.

Esta dissertação de mestrado está organizada da seguinte forma. No Capítulo 2 apresenta-se a seleção da amostra, a qual descreve os dados e informações técnicas observacionais utilizadas além da caracterização da amostra. No Capítulo 3, a metodologia utilizada no trabalho assim como uma descrição das ferramentas empregadas na análise dos dados. O Capítulo 4 apresenta os resultados e discussões

sobre o contínuo ajustado. O Capítulo 5 apresenta os resultados obtidos a partir do ajuste das linhas. O Capítulo 6 discute sobre uma possível expansão do estudo do Autovetor 1 no contexto do NIR. E por último no Capítulo 7 a conclusão deste trabalho, detalhando os principais pontos e os passos futuros. Também há um apêndice ao fim com informações extras do trabalho e ajustes.

2 AMOSTRA DE DADOS

Neste capítulo iremos abordar informações sobre amostra, a qual é composta por dados no óptico e no NIR. Os critérios de seleção dos objetos da amostra são apresentados na Seção 2.1, enquanto que na Seção 2.2 são abordadas as observações do NIR e óptico. Por fim, são apresentadas na Seção 2.3 as características da amostra, tais como, classificação, *redshift* e intensidade de Fe II.

2.1 Seleção da amostra

A amostra analisada neste trabalho consiste de 67 AGNs observados usando espectroscopia na região do NIR (Banda J, H e K). Também foram utilizados dados ópticos (ver subseção 2.2.1). Dentre os AGNs da amostra, 36 deles são dados originais no NIR ainda não publicados. O restante da amostra foi selecionada de arquivos públicos (RIFFEL et al., 2006; MARINELLO et al., 2016). Na Tabela 2.1, objetos de Rif-fel et al. (2006) estão denotados por *, e objetos de Marinello et al. (2016) estão denotados por **. Os demais objetos sem qualquer símbolo, possuem dados no NIR ainda não publicados. Os critérios de interesse considerados no processo de seleção dos objetos foram:

- Objetos Tipo I no infravermelho próximo: com intuito de estender as propriedades estudadas no EV1 encontrado no óptico, para o contexto da região do NIR;
- identificação da emissão de Fe II: com objetivo de analisar as propriedades física via EV1;
- intervalo de *redshift* da amostra: foi escolhido de modo que as principais linhas de Fe II, $1 \mu\text{m}$ e o *bump* em 9200 \AA , estivessem presentes no espectro;
- novos objetos observados: foi utilizada a amostra de emissores de Fe II identificada no óptico por Joly (1991), para a seleção final dos novos objetos observados.

A descrição das observações e características da amostra selecionada pelos critérios definidos serão apresentadas respectivamente nas Seções 2.2 e 2.3.

2.2 Observações

Os dados na Tabela 2.1 indicados por * e **, foram observados por Rodriguez-Ardila et al. (2002) e por Riffel et al. (2006). As observações foram feitas no telescópio IRTF (do inglês, *NASA Infrared Telescope Facility*) de 3.2 m, no Mauna Kea, Hawaii-EUA, nos anos de 2000–2004 através do espectrógrafo SpeX no modo de dispersão cruzada (SXD). O instrumento cobre o intervalo de comprimento de onda $0.8–2.4 \mu\text{m}$, abrangendo as bandas fotométricas zJHK, com resolução espectral de 2000 correspondente à fenda de $0.8'' \times 15''$. Todas as informações observacionais e redução são apresentadas em detalhes nos trabalhos Rodriguez-Ardila et al. (2002) e Riffel et al. (2006). Dos 36 objetos que não foram publicados na literatura, 15 estão apresentados na Tabela 2.2, denotados pelo índice I. Para a observação destes AGNs também foi utilizado o telescópio ITRF, nos meses de abril e maio de 2015. Após 2014 o instrumento Spex passou por uma modificação. As especificações técnicas que diferem da versão anterior a 2014 inclui o aumento do intervalo de comprimento de onda, abrangendo $0.7–2.55 \mu\text{m}$ e a substituição do detector Raytheon Aladdin 31024×1024 InSb pelo Teledyne 2048×2048 Hawaii-2RG. A Figura 2.2 mostra dois espectros de AGNs da amostra observados no telescópio ITRF após a nova versão do instrumento SpeX.

Tabela 2.1 - Tabela com informações de objetos da amostra. Objetos marcados com símbolos já possuem seus espectros publicados na região do NIR. Onde para objetos com índice ** estão publicados em (MARINELLO et al., 2016) e com * estão no atlas de (RIFFEL et al., 2006). Para os demais será o primeiro reporte na literatura de espectroscopia do NIR.

Objeto	Tipo	Redshift (z)	Telescópio	E(B-V) _G	Objeto	Tipo	Redshift (z)	Telescópio	E(B-V) _G
1H1934-063**	NLS1	0.010590	IRTF	0.293	Mrk896*	S1	0.049724	IRTF	0.024
1H2107-097**	Sy1	0.026525	IRTF	0.233	NGC3080	S1	0.035428	Gemini North	0.027
Ark564**	NLS1	0.024680	IRTF	0.060					
Fairall009	S1	0.047016	SOAR	0.023	NGC4051**	NLS1	0.002340	IRTF	0.013
H1143-182**	Sy1	0.033300	IRTF	0.039	NGC4151*	Sy1	0.003450	IRTF	0.028
IRAS02065+4705	QSO	0.149000	Gemini North	0.137	NGC4748**	NLS1	0.014170	IRTF	0.052
IRAS07598+6508	QSO	0.132745	Gemini North	0.024	NGC5548*	Sy1	0.017170	IRTF	0.020
IRAS09426+1929	QSO	0.148300	Gemini North	0.046	NGC7469**	Sy1	0.016317	IRTF	0.069
IRAS10026+4347	S1	0.178622	IRTF	0.01	PG1016+336	QSO	0.114000	IRTF	0.009
IRAS11598-0112	NLS1	0.150694	Gemini North	0.023	PG1126-041**	QSO	0.137000	IRTF	0.043
IRAS13224-3809	NLS1	0.065799	Bianco	0.062	PG1244+026	NLS1	0.048178	IRTF	0.023
IRAS20037-1547	S1	0.191899	Gemini North	0.186	PG1404+226	NLS1	0.024500	IRTF	0.025
IRAS20520-2329	NLS1	0.206300	Gemini South	0.06	PG1415+451**	QSO	0.060000	IRTF	0.055
IRAS21219-1757	S1	0.111831	Gemini South	0.06	PG1448+273*	NLS1	0.098000	IRTF	0.02
IZw1**	NLS1	0.058900	IRTF	0.057	PG1519+226*	QSO	0.065220	IRTF	0.029
					PG1612+261**	QSO	0.130960	IRTF	0.054
					PHL1092	NLS1	0.396000	Gemini North	0.035
Mrk1044**	NLS1	0.057100	IRTF	0.015	RXJ0922.8+5121	NLS1	0.159058	Gemini North	0.009
Mrk1239**	S1	0.024634	IRTF	0.025					
Mrk124*	S1	0.044944	IRTF	0.015	SDSSJ091313.73+365817.2	S1	0.107321	Gemini North	0.018
Mrk1347	S1	0.042170	IRTF	0.008	SDSSJ094554.40+423839.9	NLS1	0.074748	Gemini North	0.014
Mrk142	NLS1	0.549000	Gemini North	0.016					
Mrk231	NLS1	0.035190	IRTF	0.038	SDSSJ120226.75-012915.2	S1	0.150694	Gemini South	0.027
Mrk279	Sy1	0.021956	IRTF	0.047	SDSSJ133205.29+312736.4	S1	0.090095	Gemini North	0.011
Mrk291*	NLS1	0.025785	IRTF	0.030	SDSSJ133435.38+575015.6	S1	0.123768	IRTF	0.008
Mrk334*	NLS1	0.077600	IRTF	0.014	SDSSJ134426.41+441620.0	S1	0.054728	IRTF	0.015
Mrk335**	NLS1	0.031830	IRTF	Sy1	SDSSJ144111.54-021235.1	S1	0.082925	Gemini South	0.034
Mrk42	NLS1	0.036290	IRTF	0.050	SDSSJ152217.36+164828.3	NLS1	0.083000	IRTF	0.047
Mrk478*	S1	0.055900	IRTF	0.034	SDSSJ154351.92+162422.1	QSO	0.850000	IRTF	0.024
Mrk493**	Sy1	0.034397	IRTF	0.057	SDSSJ155318.72+170202.9	S1	0.161077	Gemini North	0.039
Mrk504**	Sy1	0.046079	IRTF	0.021	SDSSJ171304.46+352333.5	S1	0.083000	IRTF	0.026
Mrk507	NLS1	0.050201	IRTF	0.019	SDSSJ215924.00+011305.4	S1	0.100206	Gemini South	0.045
Mrk509**	NLS1	0.013300	IRTF	0.020	SDSSJ224028.85-010649.9	NLS1	0.126801	Gemini South	0.056
Mrk684**	NLS1	0.026780	IRTF	0.045	Ton0156**	QSO	0.549000	IRTF	0.015
Mrk734**	NLS1	0.016451	IRTF	0.031	Ton1571	NLS1	0.074543	IRTF	0.01
Mrk766**	NLS1	0.019270	IRTF	0.065	Tons180**	NLS1	0.061980	IRTF	0.013

As galáxias contidas na Tabela 2.2 não foram publicadas previamente. O AGN IRAS20037-1547, denotado pelo índice AR, foi observado no telescópio Blanco de 4 m localizado no Observatório Interamericano em Cerro Tololo, Chile, em 2017. O espectrógrafo utilizado foi o ARCoIRIS, que opera no modo de dispersão cruzada. O instrumento possui uma única fenda de $1.1'' \times 28''$ e cobre, simultaneamente o intervalo espectral $0.95 - 2.47 \mu\text{m}$, com resolução de 3500. Em 2019 ARCoIRIS foi transferido para o telescópio SOAR (do inglês *SOuthern Astrophysical Research*) de 4.1 m, localizado em Cerro Pachón, Chile. Após a troca de telescópio recebeu o nome de TripleSPec4.1 (TSPEC4). O AGN Fairall009, denotado pelo índice T na Tabela 2.2 foi observado neste telescópio e utilizando o instrumento TSPEC4, com as mesmas configurações da observação realizada no Blanco. A Figura 2.1 apresenta os espectros coletados para os dois objetos acima.

As 13 galáxias da amostra, identificadas pelo índice GN na Tabela 2.2, foram observadas com o telescópio Gemini Norte de 8.1 m localizado em Mauna Kea, Hawai'i. As observações ocorreram entre os anos 2014–2018 e foram realizadas com o espectrógrafo GNIRS, também no modo de SXD. GNIRS abrange o intervalo de comprimento de onda $0.9 - 2.5 \mu\text{m}$, e possui resolução espectral de 1700 com uma fenda de $0.675'' \times 7''$. A Figura 2.3 mostra dois espectros de AGNs coletados com este instrumento.

Ademais, 6 AGNs da amostra foram observadas no Gemini Sul de 8.1 m localizado no Cerro Pachón, Chile. O instrumento utilizado foi FLAMINGOS-2 no modo de espectroscopia de fenda longa. Este instrumento, em combinação com a fenda de $0.54'' \times 4''$, providencia uma resolução espectral de 900, abrangendo as banda JH e HK, cobrindo os comprimentos de onda de $1.0 - 2.4 \mu\text{m}$. A Figura 2.4 mostra dois espectros de AGNs da amostra observados com o FLAMINGOS-2. A lista de alvos observados com este instrumento estão denotadas na Tabela 2.2 pelo índice GS.

Os espectros coletados no IRTF, ARCoIRIS e TSPEC4 foram reduzidos utilizando as rotinas `xspextool`, `xtellcor` e `xmergerorders`, desenvolvidas em linguagem IDL. A primeira rotina (i) combina as observações de Flats para criar um *masterflat*; (ii) determina a solução de dispersão para calibração em comprimento de onda através de observação de lâmpadas de HeNeAr; (iii) realiza a subtração de céu nas imagens de ciência; (iv) divide o espectro de ciência pelo *masterflat*, aplica a solução de dispersão nas diferentes ordens e extrai o espectro a partir da distribuição de luz de cada alvo. A segunda realiza a correção das bandas telúricas a partir da estrela telúrica observada e calibra em fluxo o espectro de ciência. Por fim, a terceira, junta

Tabela 2.2 - Lista de objetos que este trabalho vai adicionar a literatura. Cada índice representa o telescópio em que o objeto foi observado, sendo I o telescópio ITRF, GN e GS, respectivamente os telescópios Gemini Norte e Sul, enquanto os índices AR e T utilizaram o telescópio Blanco.

Objeto	Instrumento	Data
Fairall009 ^T	TSPEC4	2019/09/17
IRAS02065+4705 ^{GN}	GNIRS	2014/10/28
IRAS07598+6508 ^{GN}	GNIRS	2014/11/23
IRAS09426+1929 ^{GN}	GNIRS	2014/11/23
IRAS10026+4347 ^I	SPEX	2015/04/11
IRAS11598-0112 ^{GN}	GNIRS	2016/04/17
IRAS13224-3809 ^{AR}	ARCoIRIS	2017/03/04
IRAS20037-1547 ^{GN}	GNIRS	2015/06/20
IRAS20520-2329 ^{GS}	FLAMINGOS-2	2015/07/25
IRAS21219-1757 ^{GS}	FLAMINGOS-2	2015/07/07
Mrk1347 ^I	SPEX	2015/05/03
Mrk142 ^{GS}	GNIRS	2015/04/01
Mrk231 ^I	SPEX	2015/04/10
Mrk279 ^I	SPEX	2015/04/10
Mrk42 ^I	SPEX	2015/04/10
Mrk507 ^I	SPEX	2015/04/10
NGC3080 ^{GN}	GNIRS	2014/11/23
PG1016+336 ^I	SPEX	2015/05/03
PG1244+026 ^I	SPEX	2015/04/11
PG1404+226 ^I	SPEX	2015/05/03
PHL1092 ^{GN}	GNIRS	2014/10/28
RXJ0922.8+5121 ^{GN}	GNIRS	2014/12/09
SDSSJ091313.73+365817.2 ^{GN}	GNIRS	2018/03/02
SDSSJ094554.40+423839.9 ^{GN}	GNIRS	2015/04/06
SDSSJ120226.75-012915.2 ^{GS}	FLAMINGOS-2	2015/03/04
SDSSJ133205.29+312736.4 ^{GN}	GNIRS	2015/04/06
SDSSJ133435.38+575015.6 ^I	SPEX	2015/05/02
SDSSJ134426.41+441620.0 ^I	SPEX	2015/04/11
SDSSJ144111.54-021235.1 ^{GS}	FLAMINGOS-2	2015/03/04
SDSSJ152217.36+164828.3 ^I	SPEX	2015/05/12
SDSSJ154351.92+162422.1 ^I	SPEX	2015/04/10
SDSSJ155318.72+170202.9 ^{GN}	GNIRS	2015/04/06
SDSSJ171304.46+352333.5 ^I	SPEX	2015/05/02
SDSSJ215924.00+011305.4 ^{GS}	FLAMINGOS-2	2015/07/24
SDSSJ224028.85-010649.9 ^{GS}	FLAMINGOS-2	2015/06/29
Ton1571 ^I	SPEX	

as diferentes ordens em um único espectro 1D.

Os espectros obtidos no GNIRS/Gemini utilizaram uma *pipeline* escrita em *Python* que faz uso de diferentes *scripts* já disponíveis em linguagem CL do IRAF. O procedimento segue basicamente as mesmas diretrizes descritas acima para os dados do IRTF. Por fim, para os dados coletados no Flamingos-2, foram utilizadas rotinas próprias em *Python* e *scripts* em linguagem CL do IRAF. A exemplo dos dados do GNIRS, seguem o procedimento padrão descrito acima.

É importante mencionar que a autora deste trabalho não aplicou o procedimento de redução acima em nenhum dos dados utilizados nesta dissertação. Os dados já se encontravam reduzidos e devidamente calibrados em fluxo e comprimento de onda, prontos para sua utilização.

Figura 2.1 - Espectros das AGNs Fairall009 e IRAS13224-3809 no NIR já corrigidos por *redshift*. Observados respectivamente pelo telescópio SOAR utilizando o espectrógrafo TSPEC4 e pelo telescópio Blanco utilizando o espectrógrafo AR-CoIRIS.

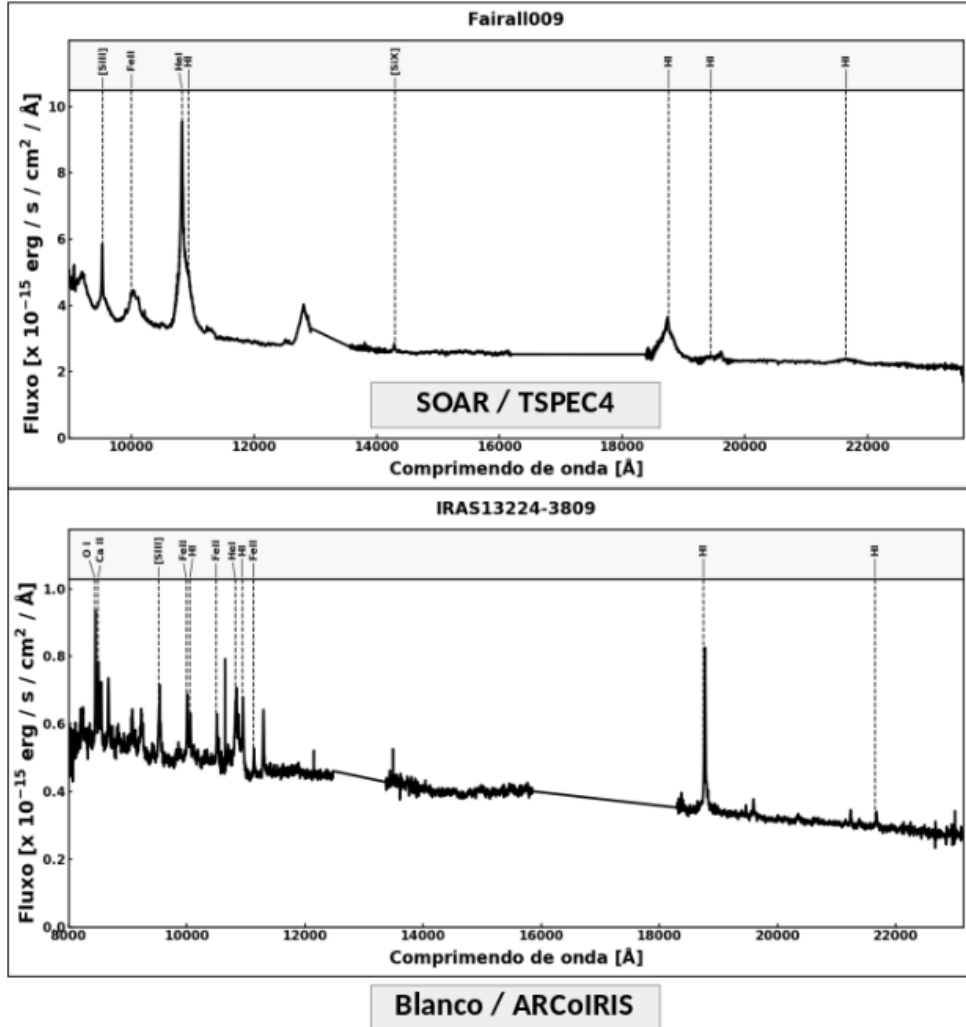


Figura 2.2 - Espectros das AGNs SDSSJ171304.46+352333.5 e Ton1571 no NIR já corrigidos por *redshift*. Observados no telescópio ITRF utilizando o espectrógrafo SpeX.

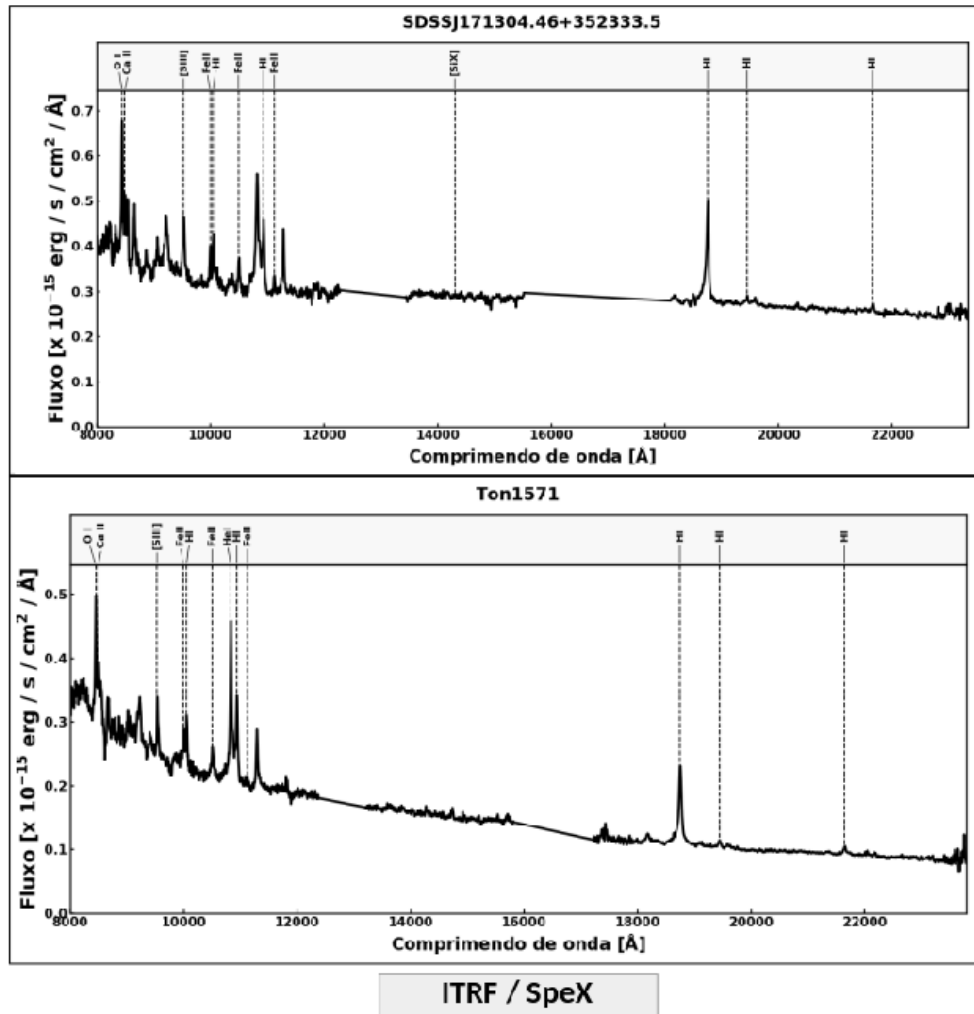


Figura 2.3 - Espectros das AGNs RXJ0922.8+5121 e NGC3080 no NIR já corrigidos por *redshift*. Observados no telescópio Gemini Norte utilizando o espectrógrafo GNIRS.

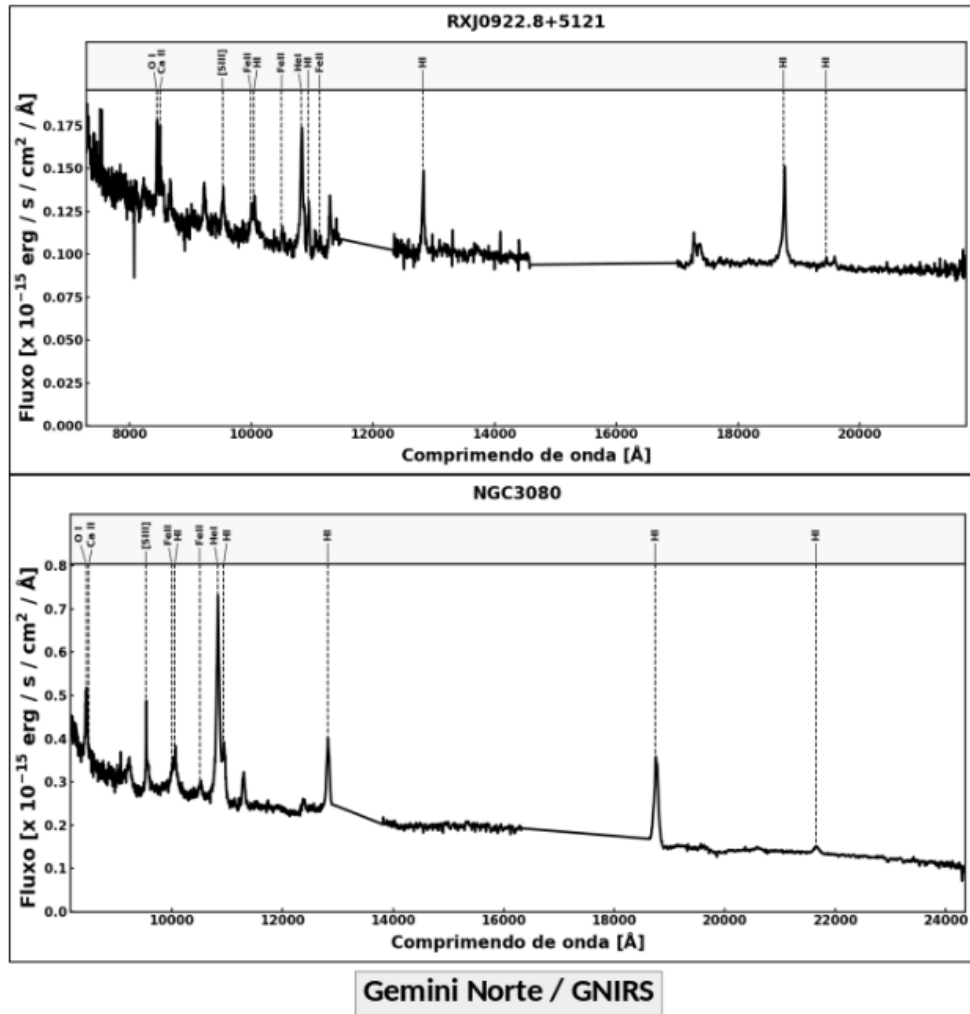
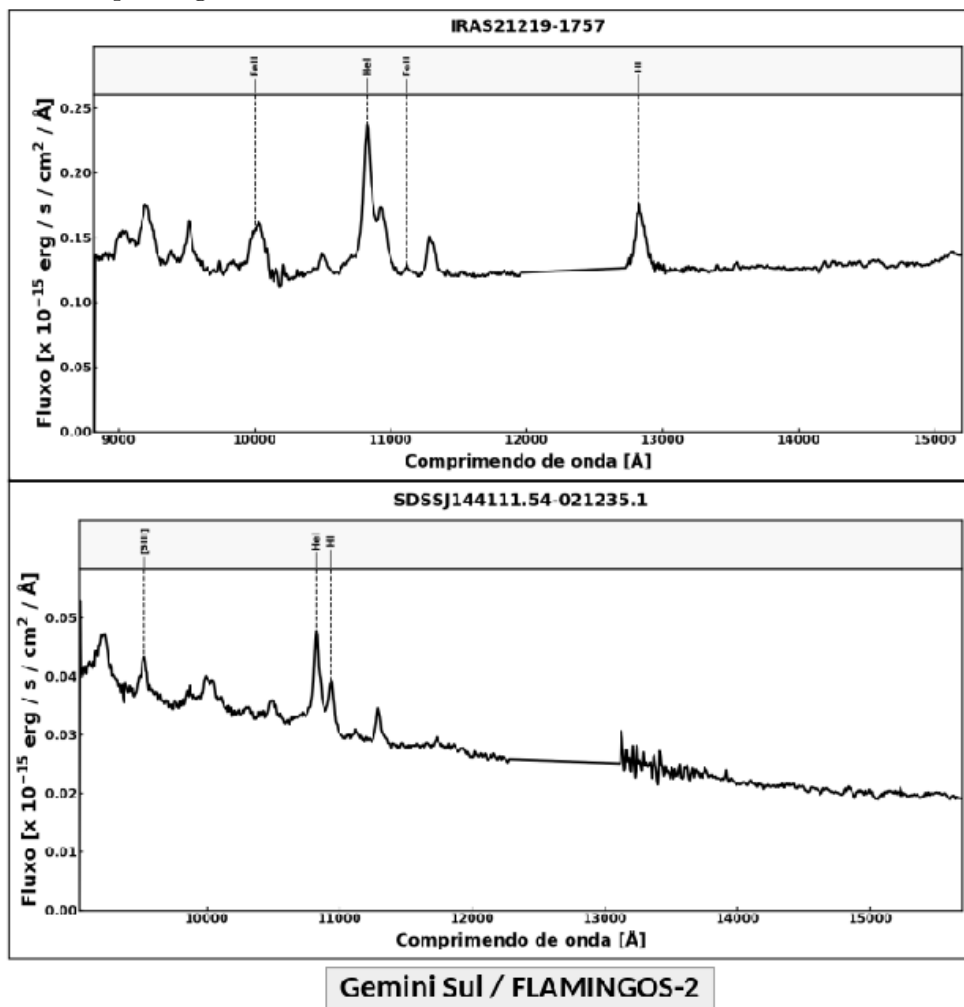


Figura 2.4 - Espectros das AGNs IRAS21219-1757 e SDSSJ144111.54-021235.1 no NIR já corrigidos por *redshift*. Observados no telescópio Gemini Sul utilizando o espectrógrafo FLAMINGOS-2.



2.2.1 Dados no óptico

Além de dados na região do infravermelho próximo, foram utilizados espectros na região do óptico, uma vez que se encontravam disponíveis. O interesse nesse último intervalo espectral foi baseado em dois motivos: (i) Para a realização do ajuste do contínuo óptico+NIR, com o objetivo de verificar a robustez do ajuste simultâneo, e (ii) na mensura do *bump* de FeII centrado em 4570 \AA . Foram utilizadas base de dados públicas e fontes privadas de observações. Ao todo, 46 dos 67 objetos da nossa amostra dispunham de espectros ópticos. Estes se encontram identificados na Tabela 2.3 com seus nomes e respectiva fonte de observação.

Tabela 2.3 - Informações sobre os 46 objetos da amostra com espectros ópticos disponíveis.

AGN	Fonte	AGN	Fonte
Ark564	HST	PG1016+336	SDSS-DR9
Fairall009	AGN Watch Project	PG1126-041	KPNO
IRAS09426+1929	SDSS-DR9	Pg1244+026	SDSS-DR9
IRAS10026+4347	SDSS-DR9	PG1404+226	SDSS-DR9
IZw1	Observatório de CASLEO	PG1415+451	SDSS-DR9
Mrk1044	SDSS-DR9	PG1448+273	SDSS-DR9
Mrk1239	Observatório de CASLEO	PG1519+226	SDSS-DR9
Mrk124	SDSS-DR9	PG1612+261	SDSS-DR9
Mrk1347	SDSS-DR9	SDSSJ091313.73+365817.2	SDSS-DR9
Mrk142	SDSS-DR9	SDSSJ094554.40+423839.9	SDSS-DR9
Mrk279	AGN Watch Project	SDSSJ120226.75-012915.2	SDSS-DR9
Mrk291	SDSS-DR9	SDSSJ133205.29+312736.4	SDSS-DR9
Mrk42	SDSS-DR9	SDSSJ133435.38+575015.6	SDSS-DR9
Mrk478	KPNO	SDSSJ134426.41+441620.0	SDSS-DR9
Mrk493	SDSS-DR9	SDSSJ144111.54-021235.1	SDSS-DR9
Mrk509	AGN Watch Project	SDSSJ152217.36+164828.3	SDSS-DR9
Mrk684	SDSS-DR9	SDSSJ154351.92+162422.1	SDSS-DR9
Mrk734	KPNO	SDSSJ155318.72+170202.9	SDSS-DR9
Mrk766	SDSS-DR9	SDSSJ171304.46+352333.5	SDSS-DR9
NGC3080	SDSS-DR9	SDSSJ215924.00+011305.4	SDSS-DR9
NGC4151	AGN Watch Project	SDSSJ224028.85-010649.9	SDSS-DR9
NGC5548	SDSS-DR9	Ton0156	SDSS-DR9
NGC7469	AGN Watch Project	Ton1571	SDSS-DR9

O espectros dos objetos IZw1 e Mrk1239 foram disponibilizados por comunicação privada, e estão publicados respectivamente, em [Rodriguez-Ardila et al. \(2000\)](#) e [Rodríguez-Ardila e Mazzalay \(2006\)](#). Ambos objetos foram observados no Observatório de CASLEO (*Complejo Astronómico el Leoncito - San Juan, Argentina*), utilizando o espectrógrafo REOSC no modo de fenda longa. O espectro do primeiro objeto cobre o intervalo de 3500–6800 Å, enquanto que o segundo sobre o intervalo de 3700–9600 Å. Os espectros das galáxias Fairall009 Mrk279, Mrk509, NGC4151 e NGC7469 foram retirados da base do *AGN Watch Project*¹, onde os dados de Fairall009 estão descritos no artigo de [Santos-Lleo et al. \(1997\)](#). Estes autores fizeram estudo de mapeamento por reverberação de vários AGNs estão disponíveis para o público. Porém, no cabeçalho não indica nem a data nem o telescópio, já que cada objeto foi observado múltiplas vezes, em vários telescópios ao redor do planeta. O espectro óptico de Ark564 foi observado pelo HST (*Hubble Space Telescope*) usando o espectrógrafo FOS (*Faint Object Spectrograph*), que consiste de uma abertura circular de 1" de diâmetro. Essas observações estão bem descritas no artigo de [Crenshaw et al. \(2008\)](#). Além destes, os espectros ópticos dos objetos Mrk478,

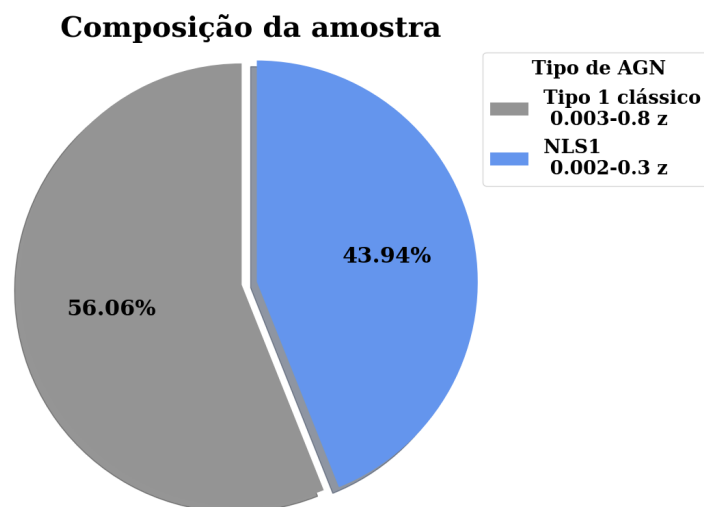
¹<http://www.astronomy.ohio-state.edu/agnwatch/>

Mrk734 e PG1126-041 foram observados e publicados anteriormente por Boroson e Green (1992), com um telescópio de 2.1 m, localizado no Observatório Nacional de *Kitt Peak*-KPNO. O espectrógrafo *Gold* no modo fenda de longa foi utilizado nas observações. O intervalo espectral dessa configuração é 3977.1 Å–5827.7 Å. Os demais objetos estavam disponíveis na base de dados pública do *Sloan Digital Sky Survey*² em seu *Data Release 9*-DR9 (AHN et al., 2012). O DR9 utilizou o espectrógrafo BOSS (*Baryon Oscillation Spectroscopic Survey*), instalado no *Apache Point Observatory*-APO, em um telescópio de 2.5 m, onde o levantamento ocorreu de dezembro de 2009 à julho de 2011. Todos os dados disponíveis se encontravam previamente reduzidos.

2.3 Característica da amostra

A amostra é composta exclusivamente por objetos Tipo I, sendo classificados de *Narrow-Line Seyfert 1*, Seyfert 1 e quasares. Com o intuito de simplificar a semântica, neste trabalho vamos nos referir a Seyferts 1 e quasares como objetos de Tipo I clássico, e os demais como NLS1. No gráfico de setores apresentado na Figura 2.5, é exibida a porcentagem de objetos que compõe a amostra e sua classificação. O gráfico também mostra os respectivos intervalos de *redshift* para cada tipo de objeto. A Figura 2.5 mostra que aproximadamente 44% dos objetos da amostra são objetos da subclasse NLS1.

Figura 2.5 - Porcentagem de tipos de AGN que compõe a amostra, abrangendo seus respectivos intervalos de *redshift*.



²<http://sdss.org/>

A amostra utilizada cobre um intervalo de *redshift* de $0.002 < z < 0.85$. A Figura 2.6 mostra o histograma na distribuição de *redshift* dos 67 objetos da amostra. Observamos que a maior parte das galáxias possui z entre 0.002 e 0.2. Ainda, 3 objetos, PHL1092, Ton0156 e SDSSJ154351.92+162422.1 são os quasares mais distantes da amostra, com *redshift* de 0.396, 0.549, e 0.85, respectivamente.

Figura 2.6 - Distribuição de z para parte os 67 objetos da amostra, com valores entre 0.002 até 0.85.

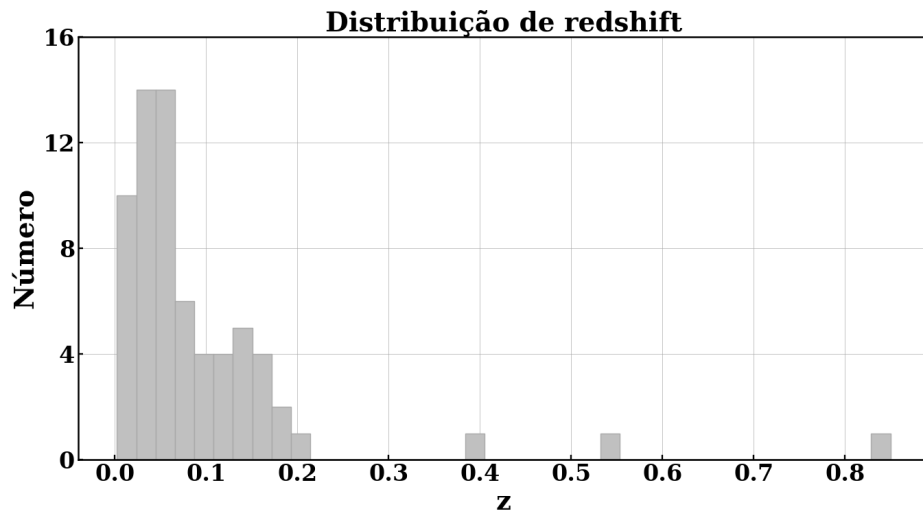
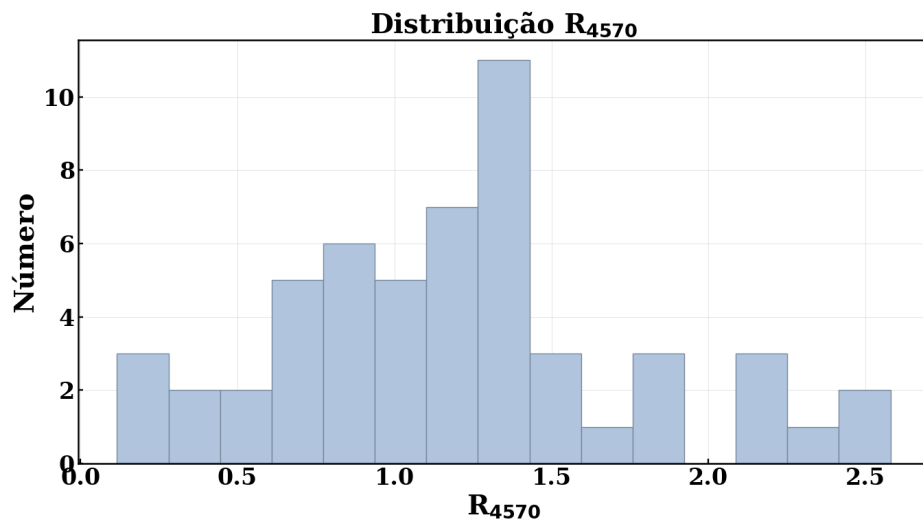


Figura 2.7 - Distribuição da amostra de acordo com a razão de Fe II em 4570 Å.



Para 46 AGNs da nossa amostra, há disponível o espectro óptico. Porém, ao todo, 54 objetos possuem a quantidade R_{4570} e estão listados na Tabela 2.3. Também na Tabela 2.3 se encontram, denotados por C, 10 valores calculados neste trabalho. O método utilizado para realizar esta determinação será apresentado na Seção 3.4. Para 18 objetos discriminados com índice L, os valores de R_{4570} foram retirados do trabalho de Marinello et al. (2016). Para os demais AGNs o R_{4570} foi calculado em colaboração com o mesmo autor. A Figura 2.7 apresenta o histograma com a distribuição dos valores de intensidade da emissão de Fe II dos 54 objetos, abrangendo o intervalo de R_{4570} de 0.2 a 2.8. Observa-se que os valores estão concentrados em torno de 1.3. A amostra é composta por 19 emissores fracos ($R_{4570} < 1$), 25 emissores fortes ($1 < R_{4570} < 1.5$) e 10 super emissores ($R_{4570} > 1.5$). A amostra, ainda, conta com 6 emissores extremos ($R_{4570} > 2$), IRAS13224-3809, IZw1, PHL1092, SDSSJ120226.75-012915.2, SDSSJ224028.85-010649.9 e Mrk291.

Tabela 2.4 - Lista de objetos da amostra com valores de R_{4570} , onde os que estão representados por C foram calculados neste trabalho. Objetos marcados com L possuem R_{4570} publicados em (MARINELLO et al., 2016) e os demais objetos foram calculados em parceria com o mesmo autor.

AGN	R_{4570}
1H1934-063 ^L	1.38
1H2107-097 ^L	1.07
H1143-182 ^L	0.34
IRAS10026+4347	1.3
IRAS11598-0112	1.9
IRAS13224-3809	2.1
IRAS20520-2329	1.4
IRAS21219-1757	1.5
IZw1 ^L	2.32
Mrk1044 ^L	1.16
Mrk1239 ^L	1.33
Mrk1347	1.3
Mrk142	1.5
Mrk335 ^L	0.74
Mrk42	1.1
Mrk478 ^L	1.24
Mrk493 ^L	1.85
Mrk734 ^L	1.19
NGC3080	1.1
NGC4748 ^L	0.90
NGC7469 ^L	0.74
PG1016+336	1.3
Pg1244+026	0.6
PG1404+226	1.2
PG1415+451 ^L	1.47
PG1448+273 ^L	1.22
PG1519+226 ^L	0.76
PG1612+261 ^L	0.43
PHL1092	2.58
RXJ0922.8+5121	1.8
SDSSJ091313.73+365817.2	0.9
SDSSJ094554.40+423839.9	1.4
SDSSJ120226.75-012915.2	2.1
SDSSJ133205.29+312736.4	1.4
SDSSJ134426.41+441620.0	0.6
SDSSJ144111.54-021235.1	1.3
SDSSJ152217.36+164828.3	1.4
SDSSJ154351.92+162422.1	1.2
SDSSJ155318.72+170202.9	0.7
SDSSJ171304.46+352333.5	1.4
SDSSJ215924.00+011305.4	0.8
SDSSJ224028.85-010649.9	2.2
Ton0156 ^L	0.86
Tons180 ^L	1.01
Mrk124 ^C	0.95
Mrk291 ^C	2.28
Fairall009 ^C	0.72
Mrk279 ^C	0.27
Mrk509 ^C	0.12
NGC4051 ^C	0.92
NGC4151 ^C	0.24
PG1126-041 ^C	0.93
SDSSJ133535.38+575015.6 ^C	1.13
Ton1571 ^C	1.62

3 METODOLOGIA

Neste capítulo iremos descrever as ferramentas desenvolvidas ao longo do trabalho e utilizadas para obtenção dos resultados almejados. Foram elas: método empregado para ajustar o contínuo óptico e NIR, estimativa da massa da poeira, ajustes de linhas em emissão e construção do *template* de FeII no óptico e no NIR. Neste capítulo iremos descrever as ferramentas desenvolvidas ao longo do trabalho e utilizadas para obtenção dos resultados almejados. Foram elas: método empregado para ajustar o contínuo óptico e NIR, estimativa da massa da poeira, ajustes de linhas em emissão e construção do *template* de FeII no óptico e no NIR.

3.1 Método de ajuste simultâneo do contínuo óptico e NIR

A amostra possui 46 objetos com espectros ópticos disponíveis e para estes objetos, foi ajustado o contínuo de maneira simultânea, usando óptico e NIR. No entanto, a principal dificuldade do processo está no fato de que as observações nessas duas regiões espectrais não são contemporâneas. Além disso, os instrumentos e as aberturas utilizadas são diferentes. Por isso, foi necessário realizar uma correção para que a escala de fluxo na região comum a ambas as regiões fosse a mesma. Para a calibração em magnitude, foram utilizados filtros de acordo com o intervalo de comprimento de onda dos espectros disponíveis. No óptico, objetos com espectro SDSS utilizaram as magnitudes medidas nas bandas u, g, r, i, z. Enquanto para os demais objetos, foram utilizadas os filtros Johnson-Cousins (BESSELL, 1990).

Tabela 3.1 - A tabela lista os filtros utilizados no trabalho, também indicando suas respectivas bandas e comprimento de onda.

Comprimento de onda (Å)	Filtros	Bandas
2980–11230	SDSS	u, g, r, i, z
3000–9200	Johnson-Cousins	U, B, V, R, I
10620–23990	2MASS	J, H, Ks

Para a correção ser bem sucedida, foi necessária a obtenção de dois valores de magnitudes, sendo estas: (i) As magnitudes absolutas disponíveis na base de dados NED – *NASA/IPAC EXTRAGALACTIC DATABASE*¹ para cada filtro obtidas a partir da categoria abertura/*qualifiers* de *Profile-fit*. (ii) As magnitudes calculadas neste tra-

¹The NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) lidera pelo *Jet Propulsion Laboratory*, no *California Institute of Technology*, sobre contrato com o *National Aeronautics and Space Administration*.

balho em cada banda do espectro observado. Os filtros utilizados estão apresentados na Tabela 3.1, onde é exibida as três categorias de filtros utilizados: SDSS, Johnson-Cousins e 2MASS, com suas respectivas bandas. Em objetos com espectro SDSS disponíveis, foram empregadas as magnitudes dos filtros entre o intervalo espectral de 2980–11230 Å apresentado na Tabela. Para objetos que não tinham disponíveis espectros ópticos SDSS, foram aplicados valores de magnitudes medidos a partir do filtro Johnson-Cousins. No demais, para espectros do NIR foram utilizadas magnitudes baseadas nos filtros do 2MASS, como mostra a Tabela 3.1. É importante mencionar, que quando o espectro não abrangia todo o intervalo de comprimento de onda dos filtros, foram usadas somente as magnitudes das bandas disponíveis.

Os passos para a correção foram:

- Calcular a magnitude de cada banda do espectro disponível. Para isso, foi necessário integrar o fluxo do espectro compreendido dentro do intervalo de comprimento de onda de cada filtro. O resultado é um fluxo integrado para cada banda do filtro;
- Converter o fluxo integrado para fluxo em unidades de $\text{erg/s/cm}^2/\text{Hz}$, para facilitar a manipulação;
- Converter o valor de fluxo para magnitude usando a Equação 3.1,

$$M = -2.5 \log_{10}(\text{Fluxo}) - C \quad (3.1)$$

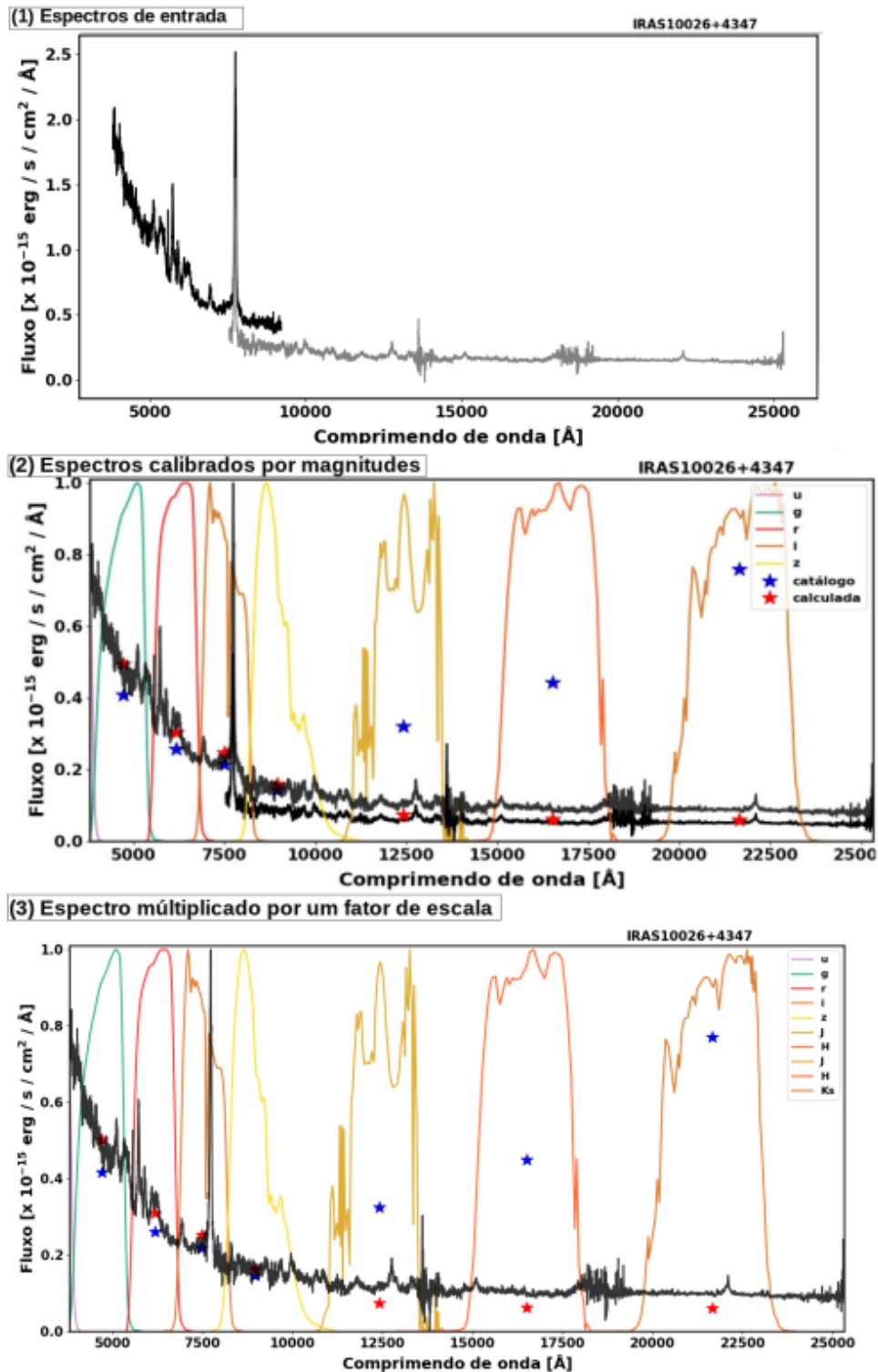
onde C é uma constante referente a instrumentação e sistema de filtros utilizados;

- Calcular o fator de escala dado pela razão entre a magnitude obtida do NED, com a relação a calculada pelos passos anteriores;
- Fazer uma média dos valores de magnitudes do óptico e multiplicar pelo mesmo, assim como fazer o recíproco com relação aos valores do NIR;
- Objetos cuja correção não foi suficiente para junção dos espectros, foi aplicado uma segunda correção por um fator de escala (puramente matemático). Esse fator de escala foi aplicado ao espectro do NIR, para corrigi-lo com relação ao espectro óptico.

Todo esse procedimento foi realizado por meio do *script* apresentado no fluxo-

grama A.1 seguido de um exemplo de correção, que pode ser visualizado no Apêndice A.1. A Figura 3.1, mostra um exemplo de correção por magnitude.

Figura 3.1 - A figura mostra um exemplo de correção em fluxo. (1) Espectros de entrada: espectro óptico em cor cinza-escuro e espectro NIR cor cinza-claro. (2) É aplicada a correção por magnitude nos dois espectros, porém neste caso, devida abertura dos instrumentos ser diferente, a região comum a ambos os espectros não apresenta o mesmo fluxo no contínuo. (3) Neste caso, é aplicada um novo fator de correção. As estrelas em azul são os valores de magnitudes medidas a partir de fotometria, retiradas da base de dados NED. Enquanto as estrelas vermelhas são as calculadas a partir do espectro observado.



3.2 Ajuste do contínuo

O ajuste do contínuo foi realizado em toda amostra, sendo que 46 objetos possuem espectros simultâneos ópticos+NIR e 21 somente espectros NIR. Para os primeiros, foi possível realizar um ajuste mais robusto, devido maior intervalo espectral. No entanto, para ambas as situações, o ajuste do contínuo foi realizado usando o mesmo procedimento que será descrito nesta seção.

O contínuo no intervalo do óptico ao NIR pode ser descrito, na maior parte dos casos, por uma combinação de duas componentes: uma lei de potência e um corpo negro. A primeira é atribuída à emissão mais fria do disco de acreção, e é dominante até $\sim 1.2 \mu\text{m}$. Para comprimentos de onda maiores, a lei de potência deixa de ser relevante e passa a dominar a emissão da poeira quente, representada por um corpo negro com máximo na banda K .

Neste trabalho o ajuste do contínuo foi realizado por um *script* escrito em linguagem *Python* apresentado no Apêndice . Os pontos para o ajuste foram selecionados pelo *script* e por regiões de contínuo no NIR propostas por Riffel et al. (2006). Foi ajustado a cada espectro uma função de corpo negro e uma lei de potência através da minimização não linear de mínimos quadrados realizado pela biblioteca LMFIT do *Python* (NEWVILLE et al., 2014), por meio do método *leastsq*².

A lei de potência descreve a parte vermelha do contínuo emitido pela fonte central e sua relevância no NIR está determinada pela temperatura do disco. Possui forte influência na forma da emissão do contínuo em até $1.2 \mu\text{m}$ e é representada analiticamente por,

$$F_{PL} = f \left(\frac{\Delta \lambda}{\lambda_{ref}} \right)^\alpha, \quad (3.2)$$

sendo f o fator de escala, $\Delta \lambda$ o intervalo de comprimento a ser ajustado, λ_{ref} o valor de comprimento de onda de referência e α o índice espectral.

Uma segunda componente domina o contínuo em comprimentos de onda maiores que $1.2 \mu\text{m}$, tendo seu máximo em aproximadamente $2.2 \mu\text{m}$. Esta componente é atribuída à emissão da poeira quente, possivelmente localizada no tórus de gás e poeira. Analiticamente, é representada por uma distribuição de corpo negro. O modelo usado para ajustar esta componente é representado por

²*leastsq* é o método padrão do LMFIT (NEWVILLE et al., 2014) nomeado de Levenberg-Marquardt para minimizar a diferença entre o modelo ajustado e o dado de entrada, bem como ajustar parâmetros. É um modelo rápido e bem-comportado para ajuste de curvas e permite uma fácil estimativa de incertezas

$$F_{BB} = f \left(\frac{\lambda_{ref}^5 \exp(\frac{c}{T\Delta\lambda} - 1)}{\Delta \lambda^5 \exp(\frac{c}{T\Delta\lambda}) - 1} \right). \quad (3.3)$$

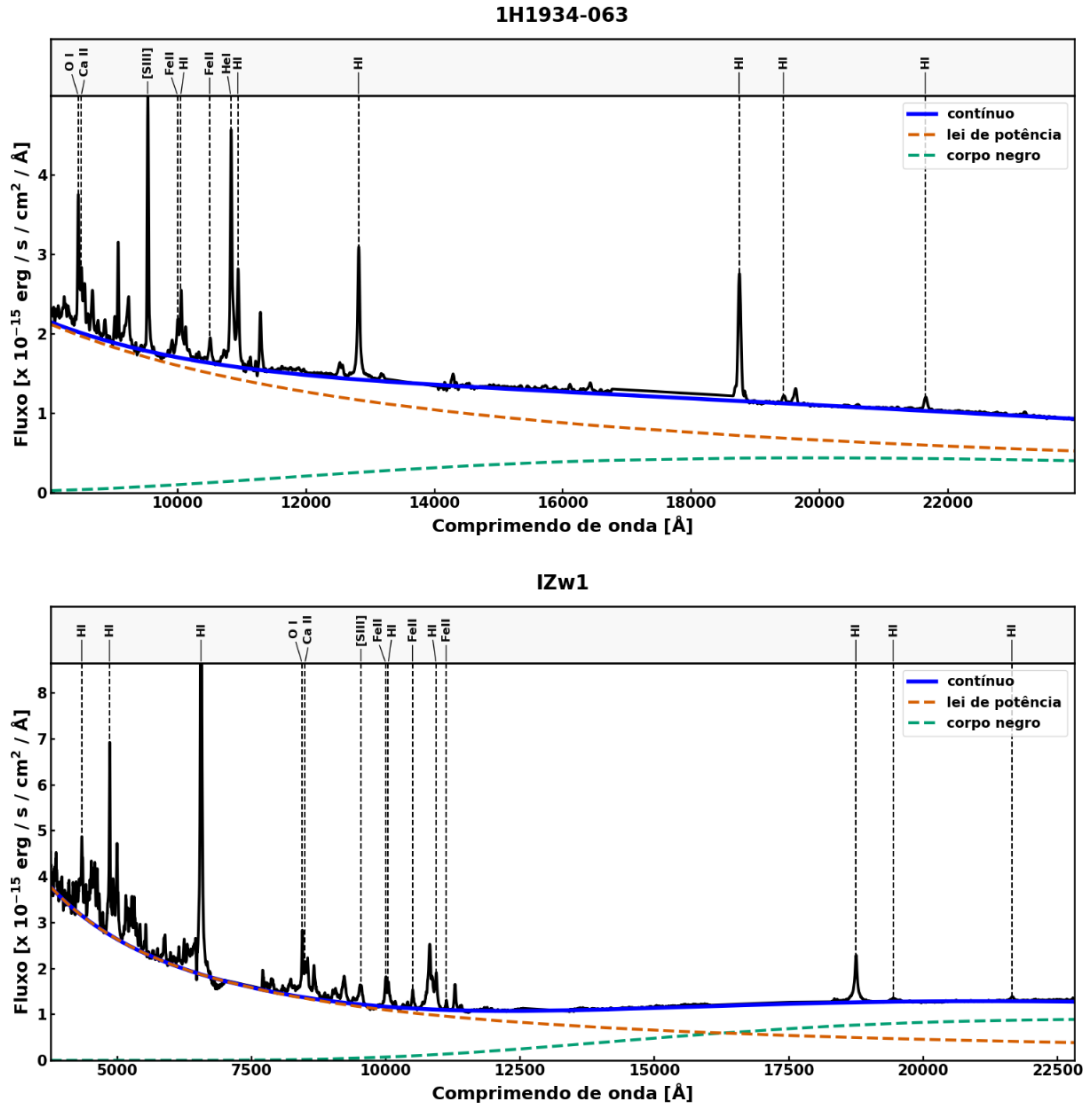
onde os parâmetros da equação são: T , a temperatura do corpo negro; α o índice espectral; f o fator de escala; λ_{ref} é o comprimento de onda de referência. Além disso, é repassado às funções modeladoras 3.2 e 3.3 o intervalo de comprimento a ser ajustado ($\Delta\lambda$). Dados esses parâmetros como entrada, é interessante impor vínculos no *script*. Para a temperatura, consideramos os limites inferior e superior como 500 K e 2000 K, respectivamente, e representa o intervalo de temperatura da poeira que contribui no contínuo observado no NIR. O valor de 2000 K representa a temperatura próxima da sublimação da poeira quente, assumindo que a sublimação da maioria dos grãos astrofísicos ocorre no intervalo de 1500 K–2000 K (BARVAINIS, 1987; SALPETER, 1977). O índice espectral α é ajustado pelo programa com valores no intervalo de -3 até 0. Quando este valor é próximo de zero, o índice espectral descreve uma emissão do contínuo mais plana, referente ao limite exterior do disco. Enquanto para valores próximos de -3, há uma assinatura muito forte da emissão do disco de acreção, descrevendo uma lei de potência bem acentuada no contínuo. O método padrão do LMFIT também encontra os melhores parâmetros que ajustam as variáveis livres da função de entrada (F_{BB} e F_{PL}).

Os parâmetros resultantes do ajuste são: índice espectral ajustado (α), temperatura do corpo negro (T) e o fluxo integrado de ambas as funções (lei de potência + corpo negro = contínuo), bem como o fluxo integrado de cada componente. O ajuste do índice da lei de potência nos permite obter informação da fonte central enquanto a temperatura do corpo negro dá informação sobre a emissão da poeira quente. É válido ressaltar que é importante dar um valor inicial consistente, pois ajuda o *script* a não ficar preso em um mínimo local. A fim de exemplificar o algoritmo, foi adicionado no apêndice um fluxograma com o processo de ajuste. A Figura 3.2 mostra exemplos de ajuste para dois AGNs da amostra deste trabalho. No painel superior apresenta-se o ajuste para 1H11934-063 utilizando somente o espectro disponível do NIR, e no inferior, o ajuste simultâneo óptico+NIR, realizado para a IZw1. Constata-se, no exemplo acima, que a lei de potência domina a emissão do contínuo para valores de λ inferiores a $1.2 \mu\text{m}$. Já o corpo negro domina a emissão do contínuo para comprimentos de onda acima de $1.8 \mu\text{m}$.

Com o intuito de verificar o quão robusto foi o ajuste do contínuo, após o ajuste foram adicionados pontos fotométricos obtidos com o WISE (CUTRI; AL., 2012) nas bandas W1 e W2. O comprimento de onda central dessas duas bandas é $3,35\mu\text{m}$ e

4,60 μm , respectivamente. As medidas foram obtidas a partir da base de dados do NED em todos ajustes.

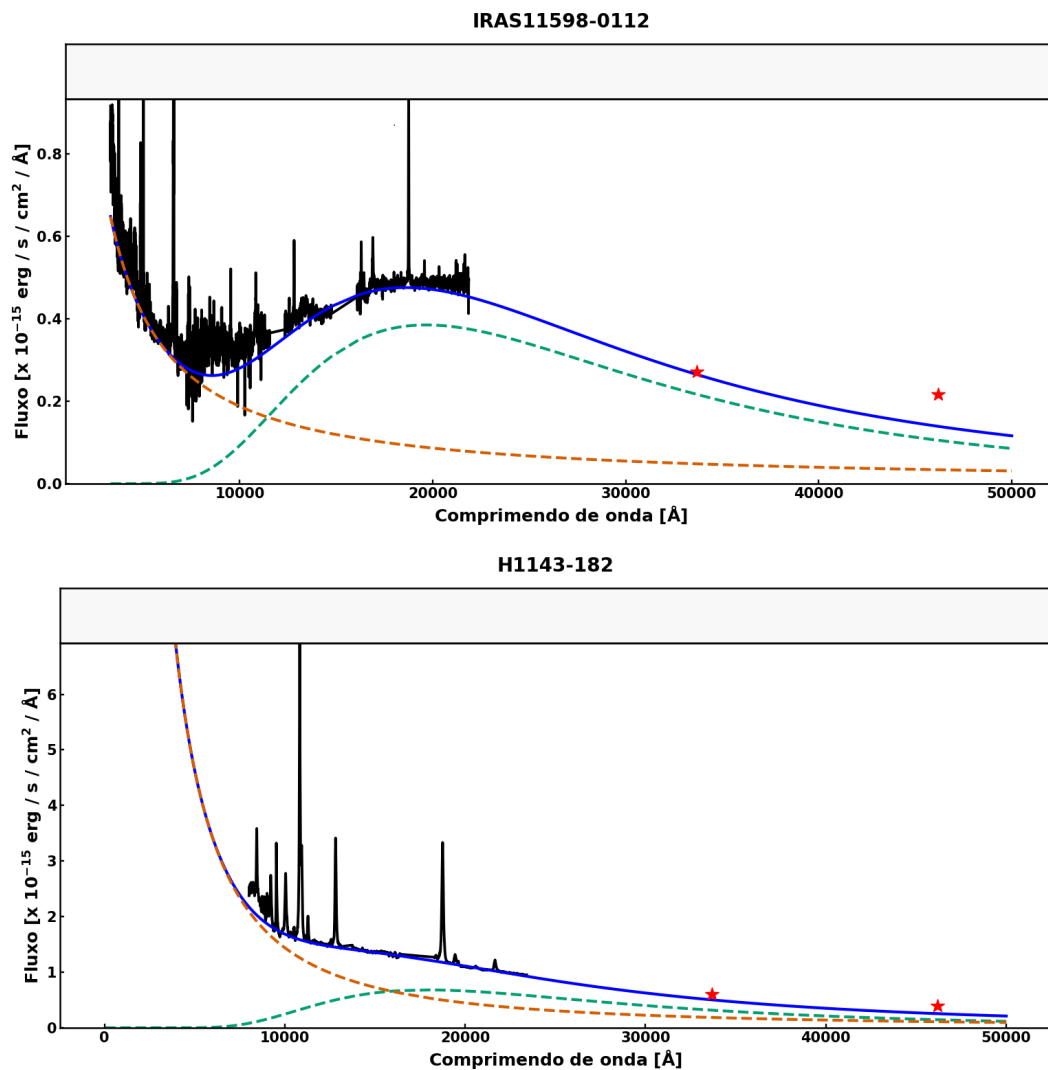
Figura 3.2 - Exemplo do ajuste no contínuo em 1H1934-063 (painel superior) e IZw1 (painel inferior). É interessante observar o efeito do índice espectral no início do espectro, contribuindo para a forma do contínuo. Também é notável a contribuição da poeira quente, modelada pela função de corpo negro.



Para os ajustes em que o intervalo espectral utilizado foi somente o NIR, implementamos pontos fotométricos ópticos do sistema Jhonson quando disponíveis. Para objetos cujos pontos fotométricos ópticos não existiam, utilizamos apenas os pontos WISE. A Figura 3.2 exibe dois exemplos usando os pontos WISE do infravermelho

médio. No painel superior, o objeto IRAS11598-0112 teve o contínuo ajustado de forma simultânea, enquanto o painel inferior mostra o ajuste para o objeto H1143-182 utilizando somente o NIR. Pode-se observar que, após a extrapolação do contínuo ajustado à região coberta pelas bandas W1 e W2, a concordância entre o ajuste e as observações WISE é excelente.

Figura 3.3 - Painel superior: Objeto IRAS11598-0112 ajustado com os comprimentos de onda óptico e NIR simultaneamente ajustados. É possível observar que os pontos fotométricos W1 e W2 estão em concordância com o ajuste do contínuo extrapolado. Painel inferior: Objeto H1143-182 com o ajuste do contínuo realizado usando somente o NIR. Foram empregados pontos fotométricos WISE. É possível ver que a ferramenta criada para ajustar o contínuo, mesmo usando somente o intervalo do NIR, é robusta.



3.3 Massa da poeira

Devido a presença de grãos de poeira quente próximos a temperatura de sublimação (1500 K–2000 K), é observado no NIR uma emissão caracterizada por um corpo negro. Vários autores (RODRÍGUEZ-ARDILA; MAZZALAY, 2006; RODRÍGUEZ-ARDILA et al., 2005; RIFFEL et al., 2009; LANDT et al., 2011) presumem que esta emissão térmica no NIR é um indicativo da presença do torus de gás e poeira (RODRÍGUEZ-ARDILA; MAZZALAY, 2006). A temperatura destes grãos emissores é de ~ 1200 K, sendo sublimados a temperatura de 1500 K para os grãos de silício (BARVAINIS, 1987) e para a maioria dos outros grãos astrofísicos, como os carbonatos de ≈ 2000 K (SALPETER, 1977).

A partir do valor da temperatura dos grãos de poeira, pode-se calcular a massa da poeira emissora. Este cálculo inicialmente foi proposto por Barvainis (1987), quem assumiu algumas propriedades dos grãos. A primeira suposição consistiu na composição do grão, assumindo grafite e silicato como constituintes (similar àqueles presentes na poeira da nossa Galáxia). Ainda, Barvainis (1987) considerou grãos com raio $a = 0.05 \mu\text{m}$ e uma eficiência para a absorção da radiação de $Q_\nu = q_{ir}\nu^\gamma = 0.058$. Além disso, a temperatura (T_{gr}) do grão é obtida através do ajuste prévio da componente do corpo negro no contínuo; $B\nu(T_{gr})$ representa a função de Planck para um grão a temperatura T_{gr} . Com isso, é obtida a luminosidade espectral de cada grão individual expressa por 3.4,

$$L_{\nu,ir}^{gr} = 4 \pi a^2 \pi Q_\nu B\nu(T_{gr}) [\text{erg s}^{-1}\text{Hz}^{-1}], \quad (3.4)$$

Outro fator importante, é conhecer a luminosidade do fluxo monocromático na banda K em $2.2 \mu\text{m}$ (L_{NIR}), i.e., o fluxo referente a poeira em $2.2 \mu\text{m}$. Assim, temos que o número total de grãos emissores (N_{HD}), pode ser aproximadamente expresso pela equação 3.5,

$$N_{HD} = \frac{L_{NIR}}{L_{\nu,ir}^{gr}}. \quad (3.5)$$

Levando em consideração a densidade do grão de grafite $\rho_g = 2.26 \text{ g cm}^{-3}$, a massa estimada da poeira quente é dada pela expressão 3.6,

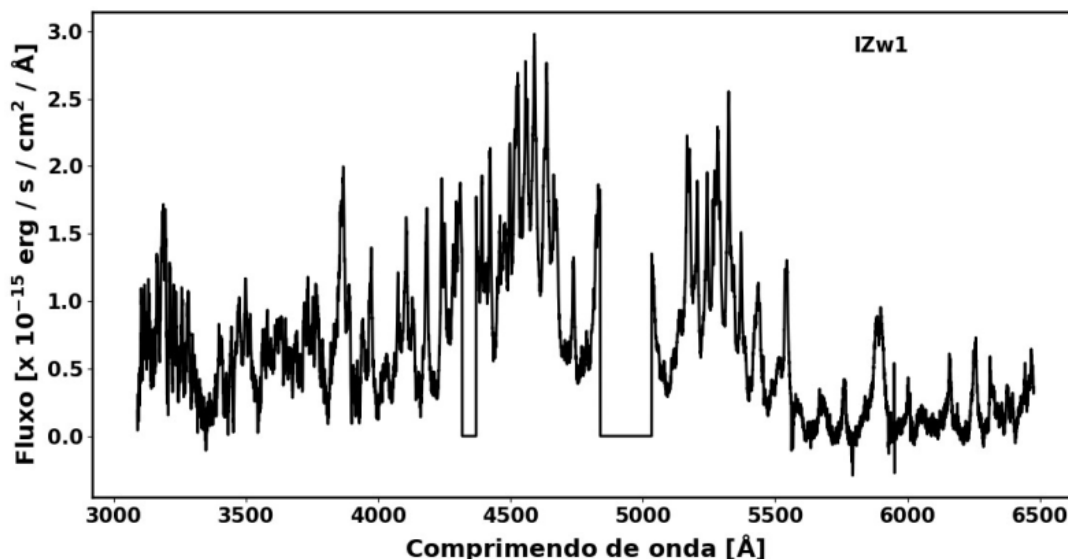
$$M_{HD} \approx \frac{4\pi}{3} a^3 N_{HD} \rho_g. \quad (3.6)$$

A massa da poeira é normalmente reportada em unidades de massa solares. Por isso, é adequado dividir o valor encontrado na Equação 3.6 pela massa solar.

3.4 *Template* de Fe II no óptico

O estudo do Fe II no óptico, em AGNs, tem sido abordado por diversos autores (JOLY, 1991; BOROSON; GREEN, 1992; NEGRETE et al., 2018; SHEN; HO, 2014). Essa emissão pode ser quantificada através de seus múltiplos, neste caso aqueles concentrados ao redor de 4570 Å, em uma região com largura de ~250 Å, conhecida como *o bump* de Fe II no óptico. A mensura da emissão de Fe II é obtida através da razão entre o fluxo integrado do *bump* em 4570 Å, e o fluxo integrado da componente larga de H β . A intensidade do Fe II é usualmente representada pelo termo R₄₅₇₀. Boroson e Green (1992), a partir de um espectro observado de IZw1, removeram do espectro óptico emissões devidas às linhas de Balmer, [O III] e He I, entre outras, restando apenas os múltiplos de Fe II. Eles encontraram que a intensidade relativa das linhas de Fe II permanecia praticamente constante ao escalonar esse espectro nos diferentes objetos da amostra. O resultado deste processo é a criação do *template* de Fe II no óptico. Neste trabalho, utilizamos o *template* no óptico no interesse de ajustar o *bump* em 4570 Å para o cálculo do R₄₅₇₀. A razão de Fe II foi medida para 10 objetos da amostra, cujos espectros ópticos estavam disponíveis.

Figura 3.4 - *Template* de Fe II construído por meio do espectro óptico de IZw1 observado no SOAR.



O primeiro passo do processo deste ajuste foi a derivação do *template* através do espectro de IZw1 observado no SOAR exibido na figura 3.4. Para isso foi necessário isolar as emissões de Fe II do espectro. Também foi crucial inicialmente medir o valor

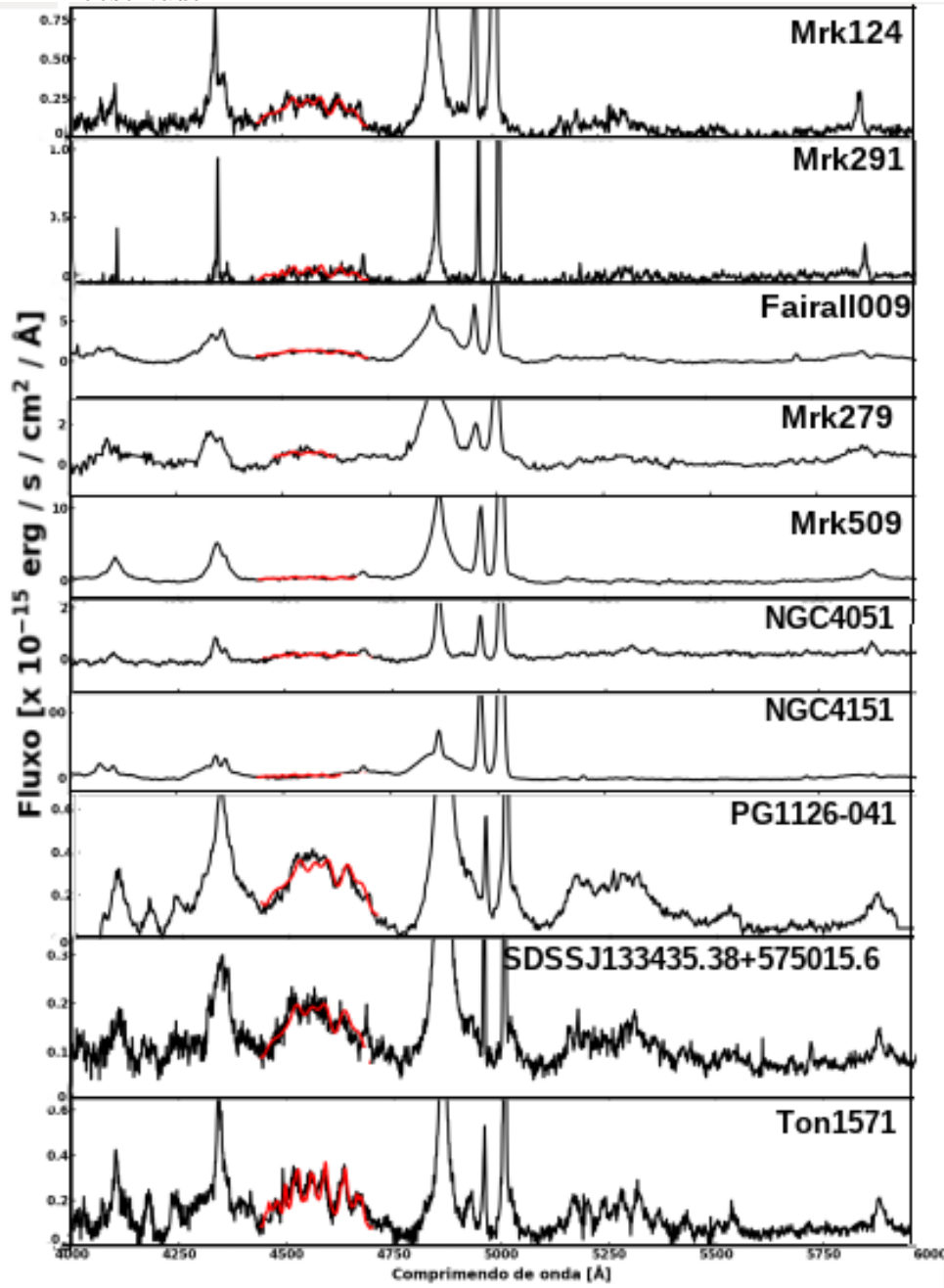
Tabela 3.2 - ¹- unidades de fluxo em $\times 10^{-15}$ erg/s/cm⁻².

Objeto	<i>bump</i> 4570	H β	R ₄₅₇₀
Mrk124	4.76×10^1	5.01×10^1	0.95
Mrk291	1.87×10^1	8.21	2.28
Fairall009	2.76×10^2	3.81×10^2	0.72
Mrk279	7.20×10^1	2.69×10^2	0.27
Mrk509	8.36×10^1	7.20×10^2	0.12
NGC4051	3.55×10^1	3.59×10^1	0.92
NGC4151	2.76×10^2	7.49×10^3	0.24
PG1126-041	7.29×10^1	7.86×10^1	0.93
SDSSJ133535.38+575015.6	3.97×10^1	3.52×10^1	1.13
Ton1571	5.46×10^1	3.38×10^1	1.62

do FWHM da linha de Fe II em 10502 Å. O procedimento para o ajuste do *bump* do *template* aos espectros observados, foi realizado por um *script* cujo fluxograma A.2 está no Apêndice A.3. O *template* é alargado a partir de uma grade de modelos, criada em um intervalo de valores em km/s entre 900 km/s até o valor encontrado de FWHM em 10502 Å. Primeiramente, é repassado a um filtro gaussiano 1D largura (em angstroms) igual àquela que se deseja alargar o *template*. Esse valor de FWHM é obtido pela raiz quadrada da soma em quadratura da largura intrínseca do *template* e a do valor de entrada. Posteriormente, o filtro alargado é convoluido com *template* por meio da função de convolução *convolve*³ da biblioteca *Astropy* do *Python*. Esta etapa é repetida para diversos valores de larguras, criando diversos *templates* que são ajustados ao espectro observado. Onde o melhor ajuste encontrado é o que possui o menor valor de chi-quadrado. Esse procedimento foi aplicado à 10 objetos da amostra que são listados na tabela 3.2 e estão apresentados na Figura 3.5.

³<https://docs.astropy.org/en/stable/convolution/>

Figura 3.5 - *Bump* de Fe II ajustado para 10 objetos. O ajuste do *template* ao *bump* está representado por cor vermelha, enquanto que a cor preta representa o espectro observado.



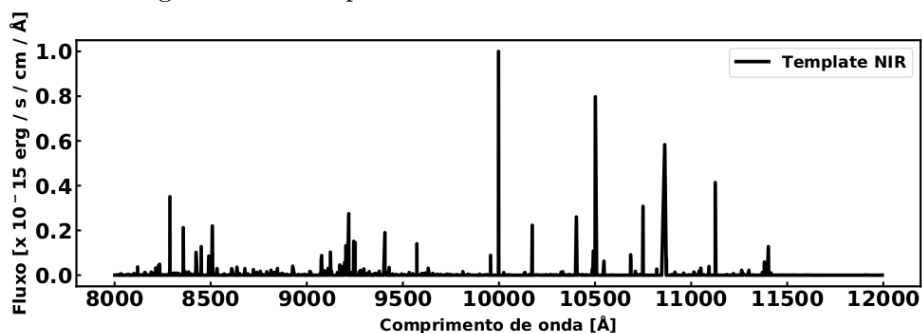
3.5 *Template* de Fe II no NIR

A emissão de Fe II no NIR é dominada por um conjunto de linhas localizadas em $\lambda 9997$, $\lambda 10171$, $\lambda 10490$, $\lambda 10502$, $\lambda 10863$ e $\lambda 11127$ angstroms, sendo denominadas

como linhas de Fe II em $1\ \mu\text{m}$ (RUDY et al., 2000). Os mecanismos de excitação que dão origem a essa emissão incluem a excitação colisional (RUDY et al., 2000) e a fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ (SIGUT; PRADHAN, 1998a). Em especial, as linhas mais fortes de Fe II no NIR (RODRIGUEZ-ARDILA et al., 2002), são as localizadas em $\lambda 9997$, $\lambda 10502$, $\lambda 10863$ e $\lambda 11127$ angstroms. Estas linhas são originadas a partir de um decaimento em comum, dos níveis $b^4G \rightarrow z^4F$. Esses mecanismos propostos, foram comprovados observacionalmente por vários autores (RODRIGUEZ-ARDILA et al., 2002; SIGUT et al., 2004).

Sigut e Pradhan (2003) a partir destes estudos, aprimoraram o sistema de níveis de energia do íon de Fe II com 827 níveis de estrutura fina, incluindo estados de energia $\approx 15\ \text{eV}$. Este modelo proposto permitiu conjecturar 23,000 emissões que se estendiam do UV ao NIR. Garcia-Rissmann et al. (2012) construíram a partir deste modelo e de resultados observacionais, um *template* semi-empírico no NIR. Sendo este composto de 1915 linhas no intervalo espectral de 8000-11600 Å, e que pode ser visualizado na Figura 3.6. Além da aplicação a IZw1, o trabalho realizou com sucesso a aplicação deste *template* no NIR ao objeto Ark564. Posteriormente, Marinello et al. (2016) reafirmou a robustez do *template* de Garcia-Rissmann et al. (2012), aplicando-o a 25 objetos de sua amostra. Neste trabalho, utilizamos o *template* de Fe II no NIR aplicado à 67 objetos. O uso do mesmo consistiu em: (i) Subtrair o pseudo-contínuo de Fe II do espectro observado no NIR, de modo a remover do espectro observado as emissões de Fe II. (ii) Caracterizar a emissão dos objetos por meio do cálculo da intensidade de Fe II no NIR, e (iii) verificar sua correlação com R_{4570} (MARINELLO et al., 2016).

Figura 3.6 - *Template* de Fe II utilizado neste trabalho.

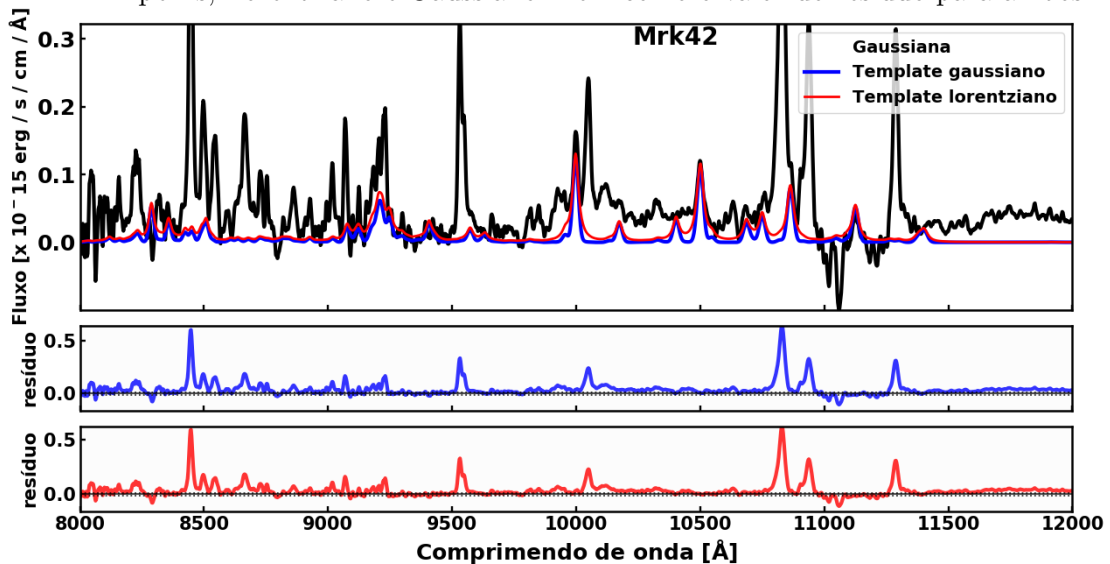


Para o ajuste do *template* no NIR, foi utilizado um código em C++, cujo fluxograma se encontra no Apêndice A.4. Inicialmente, foi pré-ajustada a linha de Fe II em

10502 Å do espectro observado e seu valor de FWHM armazenado. Com base neste FWHM ajustado, é construída uma grade de valores em passos de 50 km/s. Esta grade assim como o *template*, são então repassados a entrada ao código. O código constrói um espectro sintético, criando Gaussianas/Lorentzianas com largura em km/s sobre cada transição. Após o processo de criação, um *script* em Shell escolhe o *template* que é melhor ajustado ao espectro observado, com base no menor chi-quadrado da região de 10502 Å.

É importante mencionar que a seleção do perfil do *template* (Gaussiano ou Lorentziano), é baseada na escolha do perfil das linhas do espectro observado. Um exemplo de *template* ajustado pode ser visto na Figura 3.7.

Figura 3.7 - *Template* de Fe II no NIR ajustado ao objeto Mrk42. O perfil melhor ajustado, foi o perfil Gaussiano. Mas, a figura mostra o ajuste realizado para os dois perfis, Lorentziano e Gaussiano. Bem como o valor do resíduo para ambos.



3.5.1 *Bump* de Fe II em 9200 Å

O *bump* de Fe II em 9200 Å é exclusivamente produzido pelo processo de fluorescência de Lyman α (SIGUT; PRADHAN, 1998b). No espectro essa emissão está localizada na mesma região que a linha de Pa9 em $\lambda 9205$ da série do Hidrogênio. Para o cálculo da intensidade de Fe II nesta região, realizamos o seguinte procedimento:

- Ajustar a linha de Pa γ e guardar as informações do FWHM e intensidade;

- Ajustar na posição da linha de Pa9, uma linha com o mesmo perfil e largura de Pa γ , mas com intensidade teórica de 0.3*intensidade de Pa γ (GARCIA-RISSMANN et al., 2012);
- Subtrair esta linha do espectro;
- Ajustar uma nova linha ao resíduo da subtração e medir o fluxo;
- Ajustar no *template* de Fe II a mesma componente ajustada ao resíduo, porém centrada em 9200 Å.

Por fim, é necessário somar esse fluxo do *template* de Fe II ajustado ao fluxo do resíduo que foi ajustado após a subtração de Pa9. Este procedimento precisa ser realizado devido a que o *template* não ajusta completamente o *bump* em 9200 Å (MARINELLO et al., 2016). Por fim, a intensidade nomeada como R₉₂₀₀ é obtida pela razão do fluxo integrado do *template* em 9200 Å, com o fluxo integrado de Pa γ . Os valores obtidos estão apresentados na Tabela 3.3.

3.6 Ajuste de linhas

Foi realizado o ajuste das linhas de baixa ionização mais relevantes no NIR, sendo elas: a série de Paschen (P α , P β , P γ e P δ), He I λ 10830, O I λ 8446 e λ 11297, Ca T λ 8498, [SIII] λ 9531 e a linha de Fe II em λ 10502.

O processo do ajuste de linhas foi executado por meio de *scripts* em *Python*, utilizando os intervalos de comprimento de onda apresentados na Tabela 3.4. Para esta etapa, os *scripts* empregaram a biblioteca LMFIT do *Python*, com duas opções de perfis de linhas a serem ajustadas, gaussiano ou lorentziano. Para as linhas largas foi empregado o perfil lorentziano ou o gaussiano, e para todas as componentes estreitas ajustadas, foi empregado o perfil gaussiano.

Todas as linhas foram ajustas usando o espectro subtraído da emissão contínua. Além disso, no intervalo espectral entre 8400 Å–10990 Å, foi realizada a subtração do *template* de Fe II. Esse processo é crucial para remover o pseudo-contínuo causado pelos múltiplos de Fe II do espectro.

Cada objeto teve o mesmo perfil de linha larga ajustado, uma gaussiana ou uma lorentziana, para uma mesma região emissora. Em geral, a escolha inicial do perfil foi realizada por inspeção visual e posteriormente confirmado através do menor chi-quadrado do perfil ajustado, calculado pelo próprio LMFIT. Os parâmetros de

Tabela 3.3 - Todos os fluxos estão em unidades de $\times 10^{-15}$ erg/s/cm $^{-2}$. Sendo 1 o fluxo integrado da linha de Pa γ e 2 o fluxo total do *bump* centrado em 9200 Å.

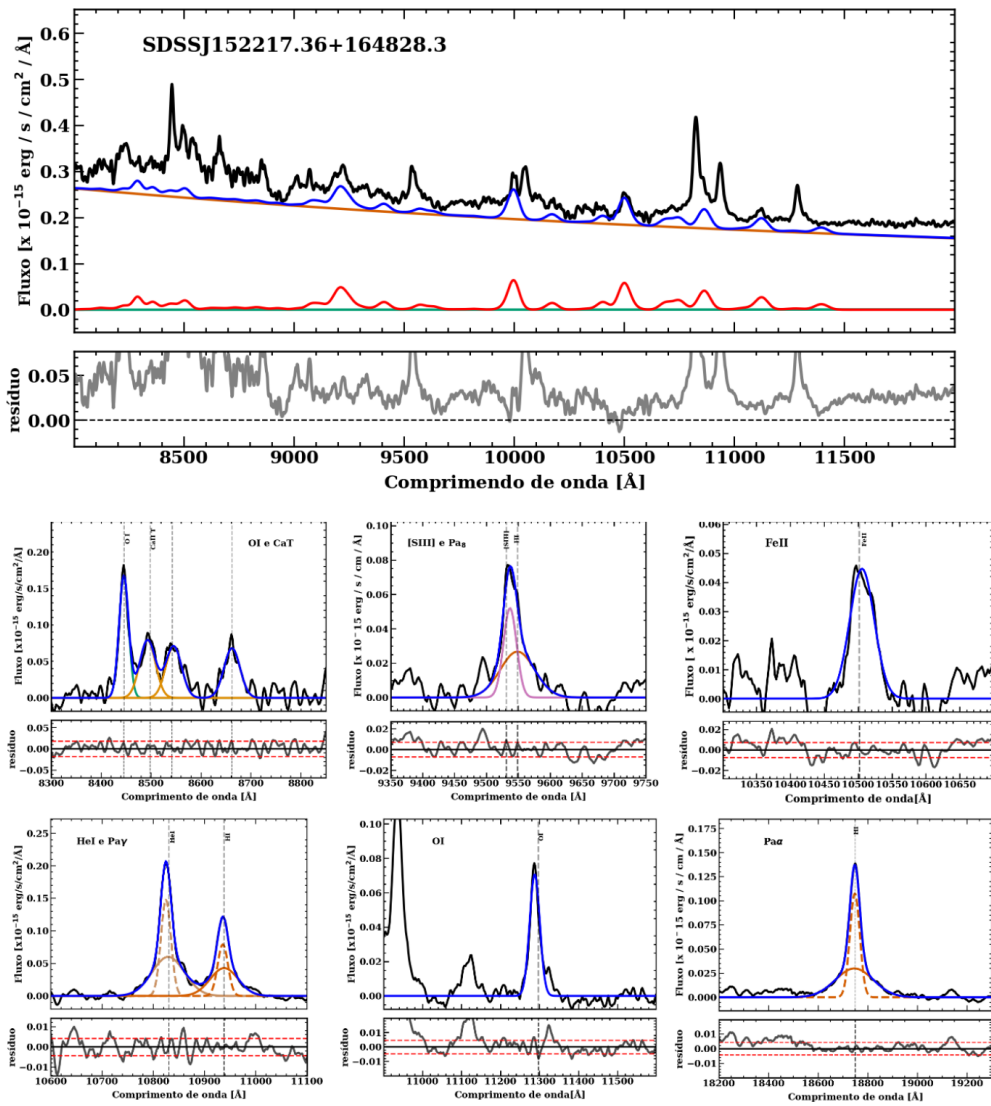
AGN	Fluxo P γ 1	Fluxo em 9200Å 2	R $_{9200}$
1H1934-063	36.0 \pm 0.5	26.5 \pm 8.7	0.74 \pm 0.33
1H2107-097	77.2 \pm 1.6	37.9 \pm 6.9	0.49 \pm 0.19
Ark564	47.8 \pm 0.1	49.5 \pm 13.2	1.04 \pm 0.27
H1143-182	115.0 \pm 1.5	27.8 \pm 15.6	0.24 \pm 0.56
IRAS02065+4705	7.11 \pm 0.20	6.65 \pm 1.74	0.94 \pm 0.26
IRAS20037-1547	14.6 \pm 0.1	20.9 \pm 3.23	1.43 \pm 0.17
IRAS20520-2329	71.50 \pm 0.03	0.38 \pm 0.11	0.54 \pm 0.29
IRAS21219-1757	3.41 \pm 0.07	0.21 \pm 0.40	0.06 \pm 1.98
IZw1	59.1 \pm 8.3	82.8 \pm 10.4	1.40 \pm 0.19
Mrk124	10.6 \pm 0.5	13.2 \pm 1.6	1.24 \pm 0.13
Mrk42	6.00 \pm 0.6	9.84 \pm 2.8	1.64 \pm 0.30
Mrk142	5.8 \pm 0.2	2.46 \pm 1.1	0.43 \pm 0.44
Mrk279	15.9 \pm 2.8	12.8 \pm 4.6	0.80 \pm 0.40
Mrk291	2.65 \pm 0.84	4.36 \pm 2.71	1.65 \pm 0.70
Mrk478	34.0 \pm 0.2	36.3 \pm 5.7	1.07 \pm 0.16
Mrk493	14.0 \pm 0.5	16.5 \pm 3.5	1.18 \pm 0.21
Mrk509	1030.0 \pm 24.4	732.0 \pm 132.0	0.71 \pm 0.18
Mrk684	20.3 \pm 1.0	28.4 \pm 5.50	1.40 \pm 0.20
Mrk734	29.1 \pm 1.9	21.8 \pm 3.47	0.75 \pm 0.17
Mrk766	76.6 \pm 2.6	54.3 \pm 17.2	0.71 \pm 0.32
Mrk896	12.8 \pm 1.7	14.2 \pm 2.6	1.11 \pm 0.23
Mrk1044	30.3 \pm 1.8	35.2 \pm 7.1	1.16 \pm 0.21
Mrk1239	92.8 \pm 3.2	58.9 \pm 24.4	0.63 \pm 0.42
NGC3080	7.71 \pm 0.5	4.02 \pm 0.80	0.52 \pm 0.21
NGC4051	37.9 \pm 2.6	36.6 \pm 7.6	0.97 \pm 0.22
NGC4748	43.4 \pm 1.0	34.1, \pm 10.8	0.79 \pm 0.32
PG1415+451	9.8 \pm 0.5	10.4 \pm 1.9	1.06 \pm 0.19
PG1519+226	12.8 \pm 0.1	8.42 \pm 1.88	0.66 \pm 0.22
PG1244+026	6.7 \pm 0.3	6.79 \pm 3.58	1.01 \pm 0.53
PG1016+336	5.40 \pm 0.25	10.5 \pm 1.63	1.94 \pm 0.16
PG1126-041	82.7 \pm 0.8	43.8 \pm 4.6	0.53 \pm 0.11
PG1404+226	9.27 \pm 0.5	7.32 \pm 1.67	0.79 \pm 0.23
PG1448+273	19.6 \pm 0.4	19.3 \pm 5.2	0.98 \pm 0.27
PG1612+261	33.8 \pm 0.7	11.2 \pm 4.2	0.33 \pm 0.38
PHL1092	2.46 \pm 0.1	6.30 \pm 0.61	2.56 \pm 0.11
SDSSJ094554.40+423839.9	4.11 \pm 0.20	5.03 \pm 1.32	1.22 \pm 0.27
SDSSJ133205.29+312736.4	3.61 \pm 0.33	8.57 \pm 1.81	2.37 \pm 0.23
SDSSJ133435.38+575015.6	5.95 \pm 0.20	3.23 \pm 0.73	0.54 \pm 0.23
SDSSJ134426.41+441620.0	31.6 \pm 1.17	59.5 \pm 9.47	1.88 \pm 0.16
SDSSJ144111.54-021235.1	0.337 \pm 0.005	0.87 \pm 0.11	2.60 \pm 0.13
SDSSJ152217.36+164828.3	2.82 \pm 0.10	6.88 \pm 0.86	2.44 \pm 0.13
SDSSJ154351.92+162422.1	5.08 \pm 0.24	4.56 \pm 0.78	0.90 \pm 0.18
SDSSJ171304.46+352333.5	3.36 \pm 0.18	13.0 \pm 2.03	3.87 \pm 0.17
SDSSJ215924.00+011305.4	1.10 \pm 0.03	0.79 \pm 0.17	0.72 \pm 0.22
Ton0156	8.08 \pm 0.40	5.71 \pm 2.10	0.71 \pm 0.37
Ton1571	3.55 \pm 0.43	7.02 \pm 1.20	1.98 \pm 0.20
Tons180	13.3 \pm 0.54	13.3 \pm 5.1	1.00 \pm 0.39

entrada necessários para o ajuste das linhas são: posição do pico da linha, velocidade inicial, limites inferiores de intensidade para a amplitude e deslocamento máximo permitido de 600 km/s, para o azul ou vermelho, da posição da linha em repouso. Foram empregadas restrições para o FWHM de acordo com a região emissora. Para a BLR, o intervalo de valores de velocidades considerado foi de 500–6000 km/s, e para a NLR 300–800 km/s. O ajuste retorna valores de FWHM, intensidade do pico, fluxo integrado e posição do pico da linha ajustada. No Apêndice estão listadas todas as tabelas com estas propriedades obtidas pelo ajuste. Um exemplo de ajuste realizado é apresentado na Figura 3.8, onde foi ajustado o perfil Gaussiano para todas as linhas do objeto SDSSJ152217.36+164828.3. O valor do resíduo é calculado por meio do fluxo do espectro subtraído do fluxo das linhas ajustadas.

Tabela 3.4 - Lista de linhas ajustadas neste trabalho. Além da linha de [SIII] proibido, foram ajustadas as linhas permitidas mais relevantes da BLR no NIR.

Intervalo (Å)	Linha	Posição λ
8400–8700	OI+CaT	8446, 8498
9505–9800	[SIII]+P ₈	9531, 9548.6
10400–10600	FeII	10502
10750–10990	HeI+P γ	10830, 10938
11235–11350	OI	11297
12700–12920	P β	12820
18500–19000	P α	18750

Figura 3.8 - Painel superior: Em vermelho está o *template* de FeII, as componentes de ajuste do contínuo estão em verde e laranja, respectivamente referentes ao corpo negro e lei de potência. Em azul, a somatória de todos esses ajustes. Painel inferior: ajustes das linhas observadas no espectro. O resultado das medidas é apresentado na Tabela 3.4



4 COMPONENTES DO CONTÍNUO DO AGN

O contínuo de um AGN Tipo I no NIR pode ser descrito pela soma de duas componentes: a emissão do disco de acreção e da poeira quente. A emissão do disco no NIR é dominante em $\approx 1 \mu\text{m}$, e modelada por uma lei de potência de índice espectral α . Para maiores comprimentos de onda, a emissão dominante é a da poeira quente com seu fluxo máximo observado em $\approx 2.2 \mu\text{m}$ (RODRÍGUEZ-ARDILA; MAZZALAY, 2006). Essa emissão é modelada por um corpo negro de temperatura (T) com valor médio de 1500 K (RODRÍGUEZ-ARDILA; MAZZALAY, 2006; LANDT et al., 2011). Autores (RODRÍGUEZ-ARDILA; MAZZALAY, 2006) sugerem que a observação de grãos de poeira próximos à temperatura de sublimação são evidências indiretas da poeira da região interna do torus. Em AGNs, onde é observada a componente de poeira quente, pode ser inferida a massa da poeira (RODRÍGUEZ-ARDILA; MAZZALAY, 2006; RIFFEL et al., 2009). Com o objetivo de explorar o contínuo de emissão de AGNs emissores de Fe II, buscamos investigar se há distinção entre os contínuos de emissão de objetos com diferentes intensidades de Fe II observadas.

Neste capítulo iremos abordar as características gerais encontradas na emissão do contínuo na amostra de AGN estudada. Em seguida, apresentaremos as propriedades físicas do contínuo obtidas a partir do ajuste realizado, descrito na Seção 3.2. O capítulo também aborda uma comparação entre ajustes realizados usando comprimentos de onda no óptico ao NIR e somente o NIR.

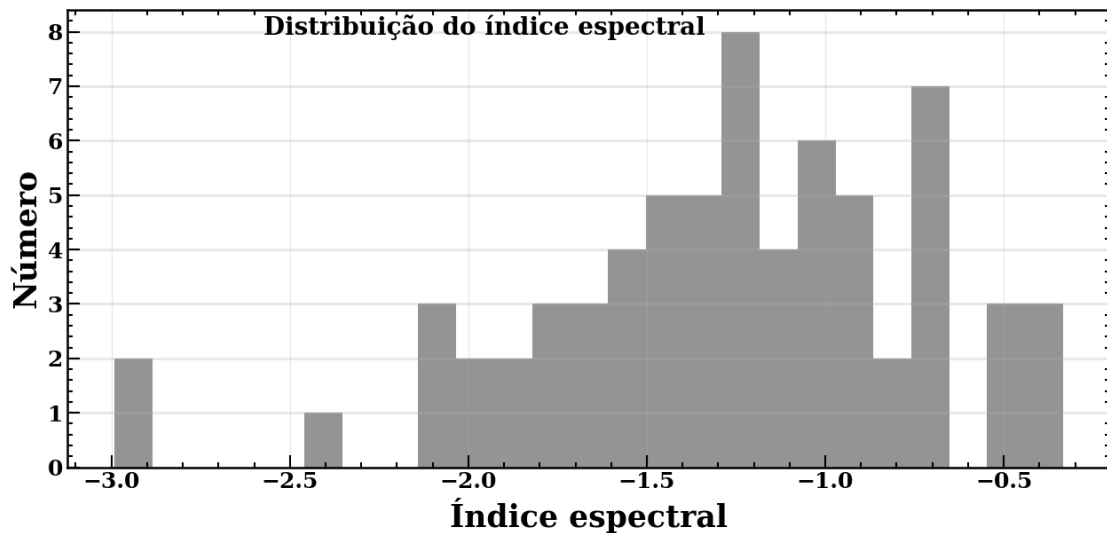
4.1 Emissão do disco de acreção

A emissão do disco de acreção se estende desde raios-X até o NIR, sendo que na região UV-visível-NIR o contínuo observado pode ser descrito em termos de uma lei de potência de índice espectral (α). A partir do ajuste do contínuo realizado na Seção 3.2, foi obtido o valor de α para toda a amostra. O resultado do ajuste para todos os objetos da amostra pode ser visto no apêndice . Os valores calculados de α estão na tabela 4.2.

O histograma exibido na Figura 4.1, apresenta a distribuição dos valores de α encontrados. Os valores variam entre $-0.33 < \alpha < -2.98$, sendo o valor médio $\langle \alpha \rangle = -1.28$. Além disso, de modo geral, foi observada uma quebra na lei de potência na banda H ao redor de $1.4 \mu\text{m}$ em $\approx 49\%$ dos objetos da amostra. Esse valor está dentro do esperado, pois em trabalhos anteriores (RIFFEL et al., 2006; RODRIGUEZ-ARDILA et al., 2002; RODRÍGUEZ-ARDILA; MAZZALAY, 2006), a dominância da lei de potência foi observada em até $\approx 1.2 \mu\text{m}$, com a quebra ocorrendo na banda J. No entanto,

para $\approx 34\%$ da amostra, não é observada a quebra da lei de potência no intervalo espectral observado. Visto que, a lei de potência ajustada nestes objetos existe de forma superposta ao corpo negro modelado.

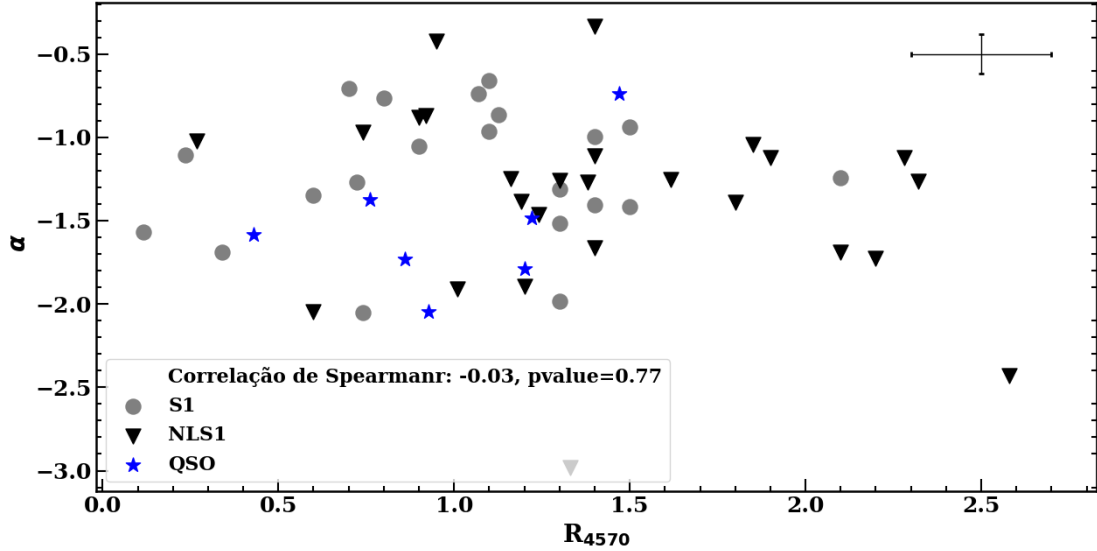
Figura 4.1 - Distribuição de valores de índice espectral obtidos da amostra.



Em $\approx 17\%$ da amostra, o contínuo modelado do óptico ao NIR, é exclusivamente descrito pela lei de potência, sem qualquer presença de poeira. Estes objetos em particular estão apresentados na Tabela 4.1, onde 7 objetos são NLS1 e 4 são S1. Os valores de índice espectral nestes objetos (α_{11}) variam entre $-1.30 < \alpha_{11} < -1.66$, com valor médio de $\langle \alpha_{11} \rangle \approx -0.98$. Em Landt et al. (2011) essa característica dominante do disco também foi observada, assim como em Rodríguez-Ardila e Mazzalay (2006), onde foi observado no AGN Ark56 a dominância da lei de potência estendida até o NIR. Apesar de 7 destes 11 objetos serem NLS1, por meio de um estudo no óptico com 12 NLS1, Dietrich et al. (2005) mostraram que o contínuo ionizante destes objetos não se diferencia muito daquele de Seyferts 1 tradicionais. A ausência da componente de poeira quente pode indicar que nestes objetos não é observada a emissão da parte mais interna do tórus. Isso sugere que esta componente pode estar sendo bloqueada, ou a temperatura da poeira nesses objetos é menor daquela observada nos outros objetos da amostra com *bump* proeminente. Além disso, poderia o disco de acreção destes objetos ser mais frio, de modo a prolongar a emissão referente a parte externa do disco ao longo do infravermelho? Para explicar melhor essa característica no NIR, seriam necessários estudos futuros focados na observação

dessa característica.

Figura 4.2 - Índice espectral da lei de potência obtido a partir do ajuste do contínuo em função de R_{4570} de 54 objetos. Os círculos em cor cinza representam as Seyferts 1, os triângulos invertidos em cor preta são as NLS1 e as estrelas em azul são os QSOs. Ao lado direito superior da figura está a barra de erro máxima dos valores de índice espectral no eixo y, e de R_{4570} no eixo x.



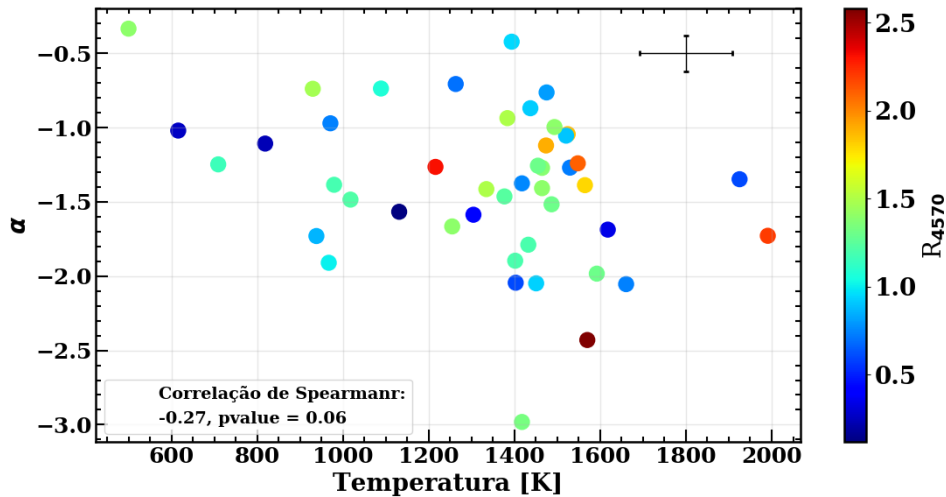
Para 54 dos 67 objetos da amostra, estão disponíveis valores de R_{4570} , permitindo realizar uma análise do índice espectral no contexto da emissão de Fe II no óptico. A Figura 4.2 mostra os valores de índice espectral versus a intensidade de Fe II. O valor de 0.01 de coeficiente de *Spearman* indica que essas duas quantidades não estão correlacionadas. Este resultado sugere que AGNs fortemente emissores de Fe II não possuem nenhuma particularidade na lei de potência que descreve parte do contínuo, i.e, não há distinção dos demais emissores de Fe II. Apesar disso, os objetos apresentados na Tabela 4.1, exibem valores médios de intensidade superior a 1, sendo $\langle R_{4570} \rangle \approx 1.31$. A Figura 4.3 apresenta as propriedades do contínuo α e temperatura da poeira (T), exploradas no contexto do Fe II. Observamos que objetos com $R_{4570} < 1$ estão distribuídos para $-0.3 < \alpha < 2$, enquanto que objetos com intensidade de Fe II entre $1 < R_{4570} < 1.5$ estão dispersos com relação a α . Por fim, objetos com forte emissão de Fe II, i.e, $R_{4570} > 1.3$, estão distribuídos entre $-1 < \alpha < -2.5$. O coeficiente mostra uma fraca anti-correlação de -0.27 entre as quantidades α e T. O resultado mostra que, em geral, não há um comportamento distinto entre as propriedades α e T do contínuo de emissão e os diferentes valores

Tabela 4.1 - Lista de objetos da amostra em que a lei de potência descreve de forma única, o contínuo de emissão do óptico ao NIR.

AGN	Tipo	α	R_{4570}
IRAS13224-3809	NLS1	-0.68	2.1
Mrk42	S1	-0.66	1.1
Mrk279	NLS1	-1.02	0.3
Mrk291	NLS1	-1.12	2.3
Mrk504	NLS1	-0.99	~
NGC3080	S1	-0.97	1.1
NGC4748	NLS1	-0.88	0.9
SDSSJ133435.38+575015.6	S1	-0.87	1.1
SDSSJ144111.54-021235.1	S1	-1.31	1.3
SDSSJ152217.36+164828.3	NLS1	-1.11	1.4
Ton1571	NLS1	-1.25	1.6

de quantidade R_{4570} . Isso sugere que emissores de Fe II não possuem particularidades na característica da forma do contínuo. A emissão então pode ser mais suscetível a fatores internos da BLR.

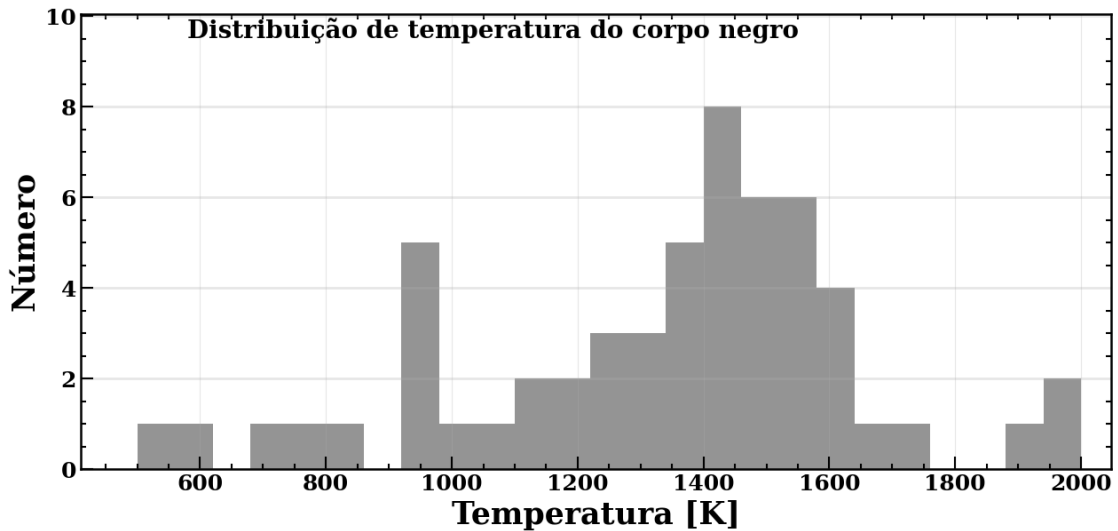
Figura 4.3 - Propriedades obtidas do contínuo (T e α) pela razão de Fe II no óptico. A barra de cores indica diferentes valores de intensidades de Fe II no óptico. Do lado superior direito, está a localizada a barra de erro máxima dos valores de α e T .



4.2 Emissão da poeira quente

A emissão da poeira quente observada no NIR tem início na banda H, se estendendo até as bandas L e M no infravermelho médio. Tipicamente, seu máximo de emissão é observado em $2.2 \mu\text{m}$. Este contínuo é possivelmente originado na região interna do torus (RODRÍGUEZ-ARDILA; MAZZALAY, 2006). O contínuo em emissão é modelado através de uma função de corpo negro, e o parâmetro obtido a partir do ajuste realizado é a temperatura da função de Planck correspondente. Os valores de temperatura da poeira encontrados são apresentados na Figura 4.4 para 56 objetos da amostra. Foram desconsiderados 11 objetos, devido a que o fluxo integrado do corpo negro foi próximo de zero. O histograma mostra que a maior parte dos valores de temperatura estão concentrados no intervalo de $1100 \text{ K} < T < 1700 \text{ K}$, sendo a temperatura média encontrada de $\langle T \rangle = 1335 \text{ K}$. Este resultado está de acordo com a distribuição encontrada por Landt et al. (2011) em uma amostra de 23 AGNs do Tipo I. Eles encontraram que grande parte dos valores de temperatura da poeira quente estava compreendido nesse mesmo intervalo, com temperatura média de $\langle T_{Landt} \rangle = 1365 \text{ K}$.

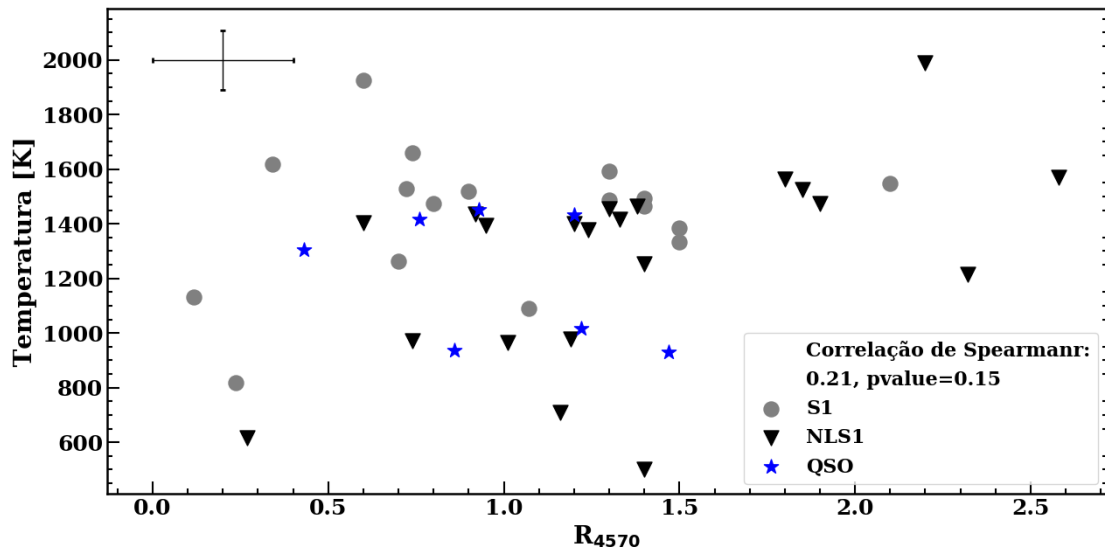
Figura 4.4 - Distribuição de valores de temperatura obtidos da amostra.



Foi observado que em 43% da amostra, os valores de temperatura estão entre o intervalo de $1100 \text{ K} < T < 1500 \text{ K}$, ou seja, valores próximos a temperatura de sublimação dos grãos de silício. Para 17% da amostra, obtivemos valores abaixo de 1100 K , sugerindo uma poeira mais fria com a manifestação de seu máximo de emissão no

infravermelho médio. Além disso, 22% da amostra apresentou valores de $T > 1500$ K. Este valor de T sugere que a composição da poeira não é constituída somente por grãos de silício, mas também por grãos de grafite. Essa observação entra em acordo com Mor e Netzer (2012) que afirmam que para reproduzir a emissão máxima em $2.2 \mu\text{m}$, é necessário considerar a emissão de nuvens de grafite, localizadas na região externa à BLR. Mor e Trakhtenbrot (2011) também mostraram que a componente de poeira quente é vista em mais de 80% dos AGNs Tipo I, e neste trabalho, observamos a presença dessa emissão em 83% da amostra. Além disso, em 49% dos objetos, essa componente domina completamente a emissão do contínuo em $2.2 \mu\text{m}$. Em apenas 17% dos objetos não é observada nenhuma evidência de poeira quente.

Figura 4.5 - Para 41 objetos, foi possível analisar a temperatura com relação a da razão de Fe II no óptico. Na parte superior a esquerda está a barra de erro máxima das propriedades apresentadas.



Buscamos analisar a emissão do contínuo e da poeira com relação à intensidade de Fe II no óptico. A relação da temperatura da poeira com a emissão de Fe II pode ser melhor visualizada na Figura 4.5. O coeficiente de *Spearman* mostra uma fraca correlação entre a razão de Fe II e T . A Figura 4.3 mostra que objetos com forte emissão de Fe II, i.e, $R_{4570} > 1.5$, possuem valores de temperatura de poeira no intervalo entre $1200 \text{ K} < T < 2000 \text{ K}$, e índice espectral $-1 < \alpha < -2.5$. Os resultados sugerem que em geral, as propriedades do contínuo encontrados para fortes emissores de Fe II, não se distinguem dos demais objetos.

Tabela 4.2 - A tabela apresenta os valores de temperatura e índice espectral ajustados para cada objeto da amostra, através do ajuste do contínuo.

AGN	Temperatura [K]	α	Massa da poeira (M_{\odot})	AGN	Temperatura [K]	α	Massa da poeira (M_{\odot})
1H1934-063	1464.46	-1.27	3.37×10^{-04}	Mrk896	1615.46	-1.28	1.41×10^{-03}
1H2107-097	1088.78	-0.74	4.17×10^{-03}	Mrk1044	709.22	-1.25	1.06×10^{-01}
Ark564	1184.18	-1.16	1.96×10^{-03}	Mrk1239	1417.58	-2.98	2.40×10^{-01}
Fairall009	1529.67	-1.27	1.27×10^{-02}	Mrk1347	1486.66	-1.52	6.33×10^{-03}
H1143-182	1617.77	-1.69	3.19×10^{-03}	NGC3080	~	-0.97	~
IRAS02065+4705	1148.61	-0.94	3.50×10^{-02}	NGC4051	1437.22	-0.87	2.54×10^{-05}
IRAS07598+6508	1254.89	-1.67	3.51×10^{-04}	NGC4151	818.69	-1.11	2.17×10^{-02}
IRAS09426+1929	1383.63	-0.94	4.22×10^{-05}	NGC4748	~	-0.88	~
IRAS10026+4347	1592.10	-1.98	2.58×10^{-02}	NGC5548	768.38	-0.54	9.45×10^{-04}
IRAS11598-0112	1473.76	-1.12	5.81×10^{-02}	NGC7469	1660.54	-2.05	2.40×10^{-03}
IRAS13224-3809	~	-1.69	~	PG1415+451	929.77	-0.74	6.60×10^{-02}
IRAS20037-1547	1148.61	-0.94	7.90×10^{-05}	PG1519+226	1417.52	-1.38	3.26×10^{-02}
IRAS20520-2329	1254.89	-1.67	~	PG1244+026	1403.04	-2.04	2.43×10^{-03}
IRAS21219-1757	1383.63	-0.94	~	PG1016+336	1454.81	-1.26	1.40×10^{-03}
IZw1	1215.93	-1.26	5.19×10^{-02}	PG1126-041	1450.70	-2.05	3.17×10^{-03}
Mrk124	1393.62	-0.42	7.99×10^{-03}	PG1404+226	1401.80	-1.90	8.61×10^{-03}
Mrk42	~	-0.66	~	PG1448+273	1017.66	-1.48	4.02×10^{-02}
Mrk142	1334.56	-1.41	5.34×10^{-03}	PG1612+261	1304.43	-1.59	5.79×10^{-02}
Mrk231	1342.85	-1.61	1.64×10^{-01}	PHL1092	1568.56	-2.43	5.40×10^{-02}
Mrk279	615.93	-1.02	3.22×10^{-01}	RXJ0922.8+5121	1564.49	-1.39	1.16×10^{-02}
Mrk291	~	-1.12	~	SDSSJ091313.73+365817.2	1520.56	-1.05	3.04×10^{-03}
Mrk334	2000.00	-0.74	3.43×10^{-04}	SDSSJ094554.40+423839.9	500.00	-0.33	2.64
Mrk335	970.83	-0.97	1.07×10^{-01}	SDSSJ120226.75-012915.2	1547.85	-1.24	5.66×10^{-02}
Mrk478	1376.78	-1.46	2.68×10^{-02}	SDSSJ133205.29+312736.4	1464.42	-1.41	2.70×10^{-02}
Mrk493	1524.32	-1.04	1.81×10^{-03}	SDSSJ133435.38+575015.6	~	-0.87	~
Mrk504	~	-0.99	~	SDSSJ134426.41+441620.0	1925.12	-1.35	5.50×10^{-04}
Mrk507	~	-0.67	~	SDSSJ144111.54-021235.1	~	-1.31	~
Mrk509	1131.25	-1.57	1.52×10^{-02}	SDSSJ152217.36+164828.3	~	-1.11	~
Mrk684	1598.46	-1.98	3.20×10^{-03}	SDSSJ154351.92+162422.1	1432.40	-1.79	7.53×10^{-01}
Mrk734	979.48	-1.38	1.71×10^{-02}	SDSSJ155318.72+170202.9	1263.15	-0.71	6.87×10^{-03}
Mrk766	1232.73	-0.50	2.30×10^{-03}	SDSSJ171304.46+352333.5	1493.42	-1.00	7.29×10^{-03}
				SDSSJ215924.00+011305.4	1475.04	-0.76	7.58×10^{-03}
				SDSSJ224028.85-010649.9	1990.96	-1.73	3.16×10^{-03}
				Ton0156	938.20	-1.73	9.46×10^{-01}
				Ton1571	~	-1.25	~
				Tons180	967.40	-1.91	1.89×10^{-01}

4.2.1 Massa da poeira

Usando a técnica e teoria descrita na Seção 3.3, foi derivada a massa da poeira para 54 de 67 objetos da amostra. Isso porque 13 objetos tiveram que ser desconsiderados uma vez que o fluxo integrado do contínuo devido à poeira quente foi próximo de zero. A Tabela 4.2 lista os valores estimados de massa de poeira. A distribuição dos valores é exibida no histograma da Figura 4.6. É possível observar que a maioria dos valores de massa da poeira estão concentrados no intervalo $\sim 10^{-3} - 10^{-1} M_{\odot}$.

Para 8 objetos da amostra, os valores de massa da poeira calculados neste trabalho puderam ser comparados com resultados determinados previamente por outros pesquisadores. Isso pode ser visto na tabela 4.3. Os valores aqui determinados, de modo geral, estão em concordância com a literatura (RIFFEL et al., 2009; RODRÍGUEZ-ARDILA; MAZZALAY, 2006; RODRÍGUEZ-ARDILA et al., 2005; CLAVEL et al., 1989; MARCO; ALLOIN, 1998). Nas galáxias NGC 7469 e Fairall 9, os valores de massa de poeira encontrados aqui são menores que os reportados na literatura. Uma possível explicação é a variabilidade da emissão da poeira nesses objetos, considerando que as observações realizadas por Clavel et al. (1989) e Marco e Alloin (1998) e pelo nosso trabalho foram coletadas em épocas muito diferentes. Em Mrk1239, NGC 4051 e Mrk896 a diferença entre valores da literatura e os nossos é maior, possivelmente porque o procedimento do ajuste do contínuo entre o nosso trabalho e o utilizado em Riffel et al. (2009) foi diferente. Isso pode ter influenciado na determinação da poeira, visto que essa estimativa é baseada no ajuste do corpo negro.

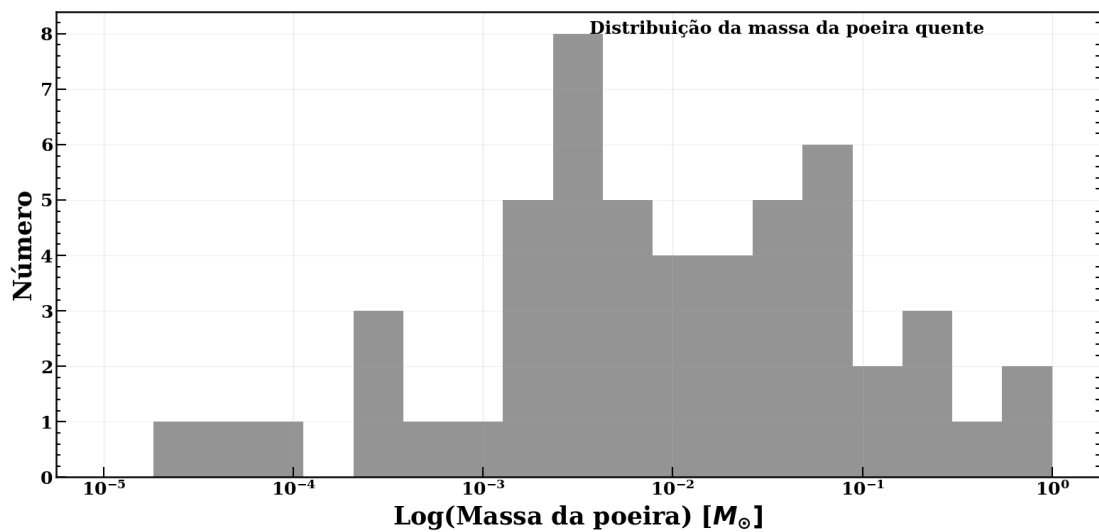
Tabela 4.3 - Massas de poeira em AGNs reportadas na literatura e neste trabalho.

AGN	Massa da poeira (M_{\odot})	Referência	Neste trabalho
Mrk1239	2.7×10^{-2}	Rodríguez-Ardila & Mazzalay (2006)	2.40×10^{-1}
Mrk766	2.1×10^{-3}	Rodríguez-Ardila et al. (2005)	2.3×10^{-3}
NGC7469	5.2×10^{-2}	Marco & Alloin (1998)	2.40×10^{-3}
Fairall 9	2.0×10^{-2}	Clavel, Wamsteker & Glass (1989)	1.27×10^{-2}
Mrk124	1.19×10^{-3}	R. Riffel et al. (2009)	7.99×10^{-3}
NGC4051	0.75×10^{-5}	R. Riffel et al. (2009)	2.54×10^{-5}
Mrk291	4×10^{-5}	R. Riffel et al. (2009)	\sim
Mrk896	2.5×10^{-4}	R. Riffel et al. (2009)	1.41×10^{-3}

A Figura 4.7 mostra a massa da poeira versus emissão de Fe II, quantificada pelo índice R4570. Buscamos verificar a existência de correlação entre a intensidade de Fe II e a quantidade da poeira na BLR. Na figura acima, objetos com valores de R_{4570} entre 0.5-1.5 estão dispersos ao longo de todos os valores de massa obtidos. Para

$R_{4570} < 0.5$, a massa estimada dos objetos é $M_{\text{poeira}} > 10^{-3} M_{\odot}$. Para $R_{4570} > 1.5$, os valores de massa estão entre $10^{-3} < M_{\odot} < 10^{-1}$. No entanto, o coeficiente de correlação encontrado entre a massa e R_{4570} foi muito próximo de zero, indicando que não há correlação entre esses dois parâmetros. Isso sugere que a quantidade de poeira depositada na BLR não é um fator determinante para a observação de forte emissão de Fe II em AGNs. O resultado evidencia que a diversidade de emissão de Fe II observada pode estar relacionada a fatores internos da BLR.

Figura 4.6 - Distribuição de massa da poeira para 54 objetos. O valor da massa se encontra em unidades de massas solares.

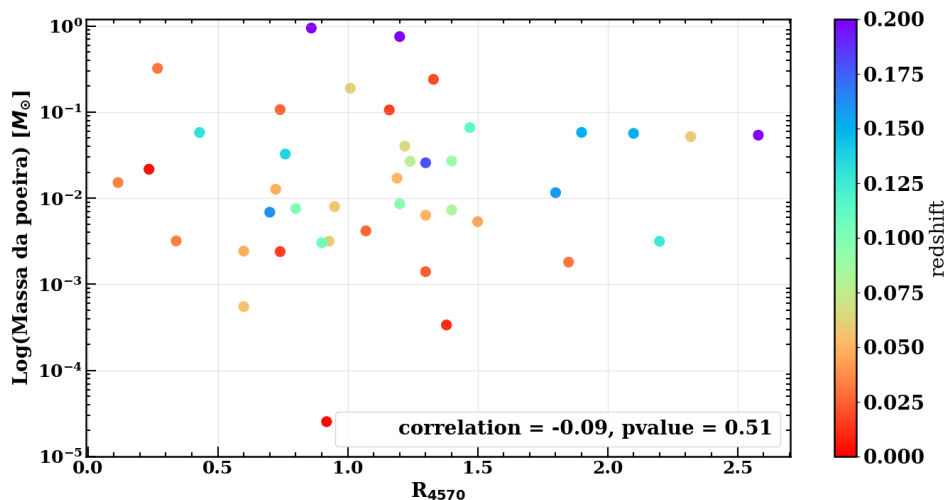


4.3 Comparando o ajuste do contínuo: ajuste simultâneo e somente NIR

O ajuste do contínuo é um procedimento importante por dois motivos: (i) para a sua subtração e posteriormente o ajuste de linhas e para (ii) o estudo da emissão do AGN e da poeira. Diversos autores (RODRIGUEZ-ARDILA et al., 2000; RIFFEL et al., 2006; LANDT et al., 2011; MARINELLO et al., 2016; MARINELLO et al., 2020), vem empregando o ajuste do contínuo em seus trabalhos de diferentes formas. Alguns optam por ajustar somente o óptico e depois o NIR, outros usam somente o NIR. Em nosso trabalho, 46 objetos da amostra dispõem de espectros ópticos e NIR, porém para 21 objetos estava disponíveis somente o NIR. Isso permitiu verificarmos se há, ou não, diferença entre ajustar o contínuo de forma simultânea ou usando somente o NIR. Deste modo, empregando a mesma ferramenta, realizamos o ajuste

do contínuo em 46 objetos usando as duas técnicas: óptico+NIR e somente com NIR.

Figura 4.7 - Massa da poeira por intensidade de FeII. Em gradiente de cores, estão os valores de z dos objetos.



O histograma da distribuição de temperatura encontrada usando as duas técnicas pode ser visto na Figura 4.8, onde é possível observar que ambas as distribuições de T estão em boa concordância. É válido ressaltar que neste histograma de temperatura nenhum objeto foi excluído. A Figura 4.9 mostra a correlação de 0.93 indicando que a temperatura obtida no óptico+NIR ($T_{\text{óptico}}$) e somente o NIR (T_{NIR}), estão fortemente correlacionadas, ou seja, ambas as técnicas retornam um resultado muito similar. A média dos valores de T usando o NIR foi de ≈ 1359 K, enquanto a do ajuste simultâneo foi de ≈ 1366 K, e o desvio padrão entre as duas técnicas de ajuste foi de ≈ 108 K.

A análise também foi realizada para α , onde distribuição encontrada pelos dois métodos de ajuste é apresentada na Figura 4.8. É possível observar que a distribuição de valores de $-1.5 < \alpha < -1$ é válida para ambos os ajustes realizados, tornando as duas distribuições muito similares. A Figura 4.9, mostra a correlação entre o índice espectral obtido no óptico+NIR ($\alpha_{\text{óptico}}$) e o obtido usando somente NIR (α_{NIR}). O valor de correlação 0.94 indica que os valores de índice espectral obtidos pelos dois métodos estão fortemente correlacionadas e corrobora o resultado anterior encontrado para T . Além disso, a média dos valores de α usando o NIR foi de

≈ -1.33 , enquanto a do ajuste simultâneo foi de ≈ -1.30 , e o desvio padrão entre as duas técnicas de ajuste foi de ≈ 0.12 .

Por último, avaliamos o resultado da massa da poeira obtida pelos dois métodos. Diante da boa concordância entre os resultados anteriores, era esperado o mesmo comportamento para a poeira. A Figura 4.8 mostra as duas distribuições encontradas, onde é possível observar que ambas são muito similares. As duas distribuições apresentam grande parte dos valores de massa da poeira entre $10^{-3} < M_{\odot} < 10^{-1}$. No demais, o desvio padrão entre as duas técnicas foi de $\approx 0.0031 M_{\odot}$. Estes resultados mostram satisfatoriamente, que a ferramenta utilizada para ajustar o contínuo é relativamente robusta para os diferentes intervalos espectrais da amostra. Pois, os dois métodos de ajuste foram empregados em 46 objetos e a diferença entre o ajuste do contínuo usando as duas técnicas, não apresenta diferença relevante nas propriedades obtidas.

Ao longo do capítulo examinamos a emissão do contínuo e sua influência na intensidade de Fe II observada em 4570 Å. As propriedades de temperatura e índice espectral, obtidas a partir do ajuste do contínuo, foram comparadas aos de trabalhos sobre contínuo de emissão (DIETRICH et al., 2005; LANDT et al., 2011), e encontramos boa concordância entre os valores do nosso trabalho com a literatura. Buscamos explorar o contínuo no contexto da emissão de Fe II, de modo a verificar se o contínuo de AGNs emissores de Fe II possuem relação com a intensidade de Fe II observada. Os nossos resultados mostram que não foram encontradas evidências na forma do contínuo emissor com R_{4570} . A emissão de poeira quente não apresentou influência na emissão de Fe II, e o mesmo foi observado para a massa da poeira mensurada nos AGNs. Por fim, também não foi observada nenhuma influência entre o índice espectral da lei de potência que descreve a parte vermelha da emissão do disco de acreção, com a intensidade de Fe II medida no óptico.

Figura 4.8 - Ajuste do contínuo para 46 objetos. Em vermelho, estão representadas as distribuições obtidas a partir do ajuste utilizando somente o comprimento de onda do NIR. Em azul, estão as distribuições obtidas a partir do ajuste simultâneo. Para esta análise foram considerados todos objetos, ignorando qualquer exclusão realizada anteriormente.

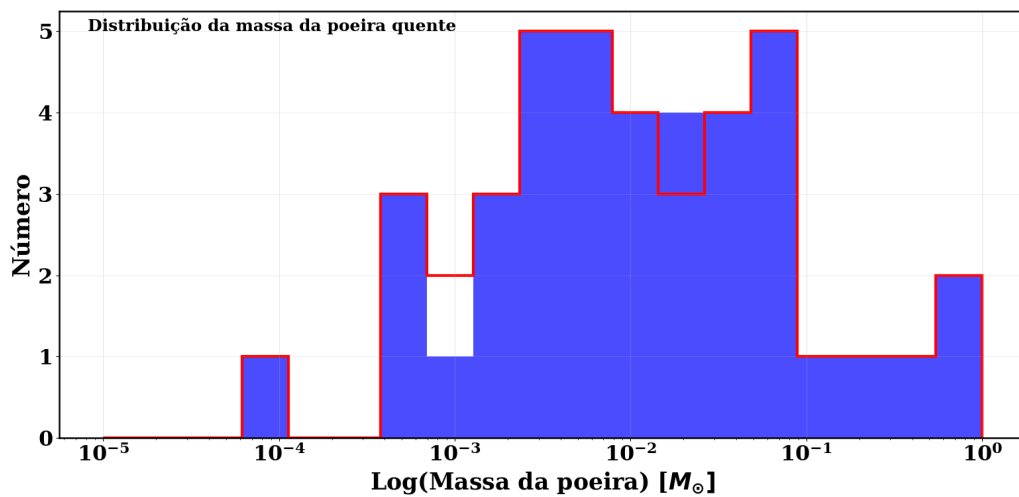
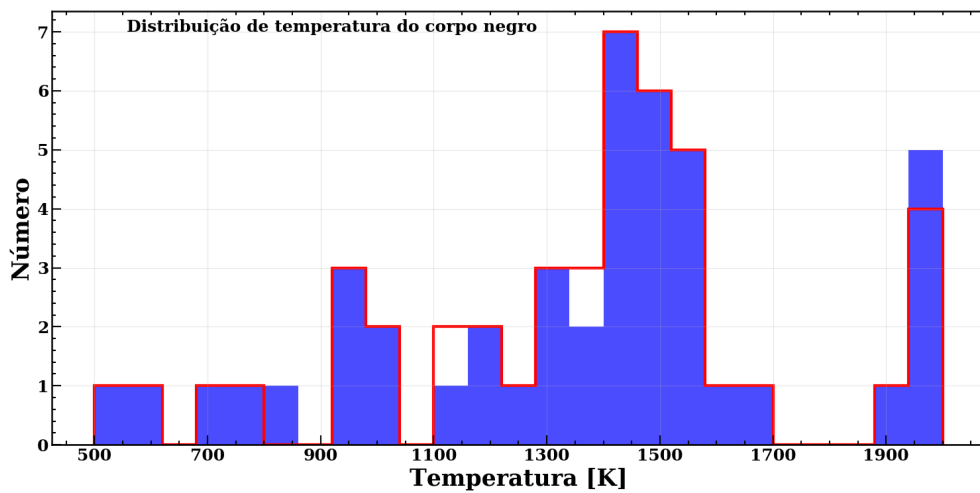
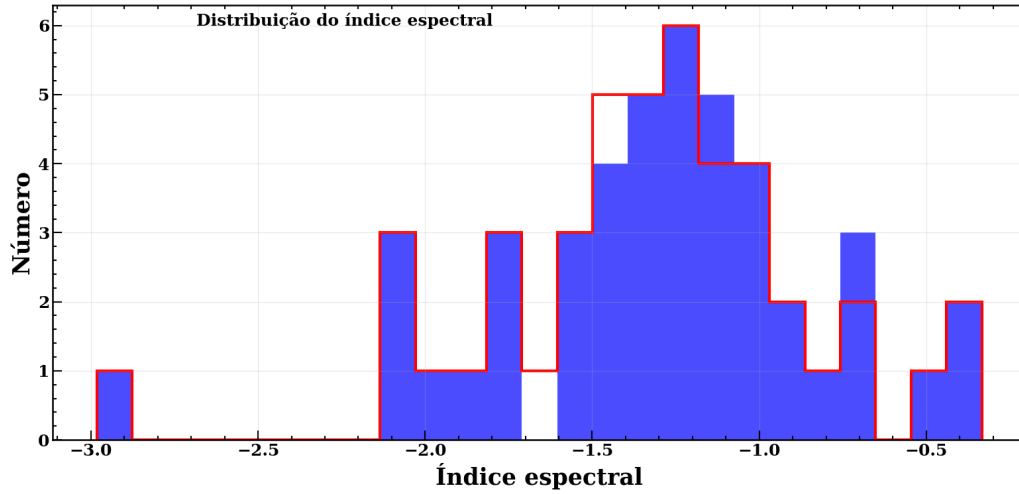
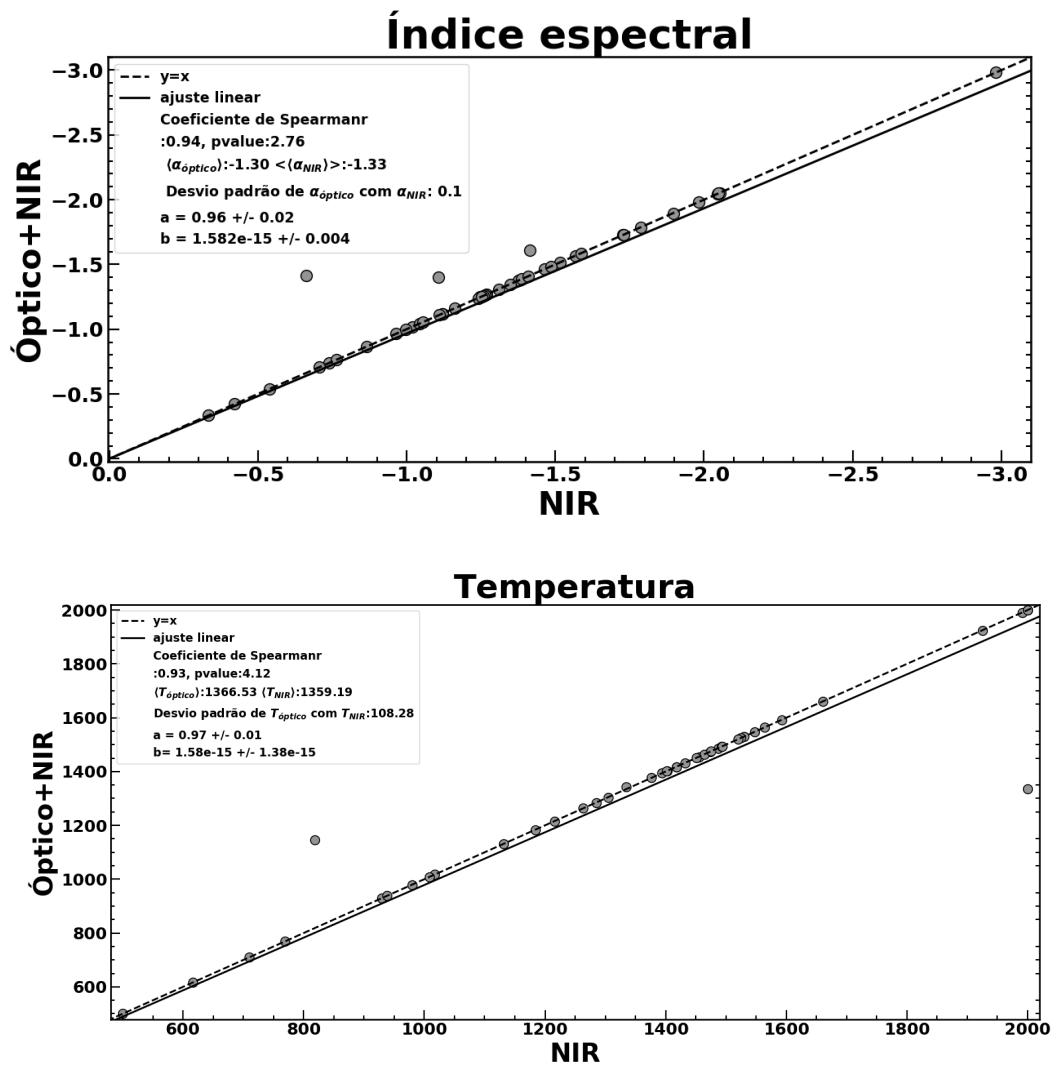


Figura 4.9 - Comparação das propriedades obtidas a partir do ajuste do contínuo usando as duas técnicas diferentes. O painel superior apresenta o índice espectral derivado a partir do ajuste do contínuo simultâneo versus ajuste usando somente NIR, e respectivamente no painel inferior para a temperatura.



5 PROPRIEDADES DO GÁS EMISSOR DE Fe II DA BLR

As linhas de Fe II são provindas da região emissora de linhas largas de baixo potencial de ionização, e seu estudo possibilita exploração de informações sobre a cinemática e localização de seu gás emissor. Outras LILs da BLR no NIR como O I λ 8446 e CaT λ 8642 e linhas de Paschen também contribuem para a exploração da BLR. Essas linhas quando observadas no espectro possuem a característica de serem proeminentes e isoladas, viabilizando uma exploração acurada das propriedades da BLR através dos perfis de linha. Trabalhos (RODRIGUEZ-ARDILA et al., 2002; MARTÍNEZ-ALDAMA et al., 2015; MARINELLO et al., 2016) revelam que o perfil da linha de Fe II é muito similar ao das linhas de O I λ 8446 e CaT λ 8642, mas significativamente mais estreitos que as largas linhas de Hidrogênio. Essas evidências observacionais (RODRIGUEZ-ARDILA et al., 2002; MARTÍNEZ-ALDAMA et al., 2015; MARINELLO et al., 2016) sustentam a ideia de que as regiões emissoras do Fe II, O I e CaT são produzidas, estão ligadas cinematicamente, e provavelmente localizadas na parte externa da BLR. Apesar disso, informações sobre a origem e a região de formação da emissão do Fe II em AGNs ainda é uma questão em aberto.

Wills et al. (1985) propuseram como mecanismos de excitação para a emissão de Fe II em AGNs a fotoionização, fluorescência do contínuo, excitação colisional e auto fluorescência, depois Sigut e Pradhan (1998a) incluíram a fluorescência de Ly α ao modelo, devido sua fundamental importância, como fator determinante da intensidade de Fe II. Posteriormente evidências observacionais (RODRIGUEZ-ARDILA et al., 2002; MARINELLO et al., 2016) confirmaram os mecanismos de excitação de fluorescência de Ly α e excitação colisional na emissão das linhas de Fe II em 1 μ m. Estudos sobre correlações entre a emissão de Fe II no óptico e em 1 μ m, e entre Fe II em 1 μ m e em 9200 Å são necessários para a compreensão da contribuição destes mecanismos de excitação. Além disso, resultados encontrados pelos autores Marinello et al. (2016) reforçam a importância do Fe II no NIR para restringir parâmetros críticos que conduzem sua física e a cinemática da região emissora, e ressaltam que modelos mais precisos destinados a reproduzir a emissão de Fe II devem ser explorados.

Neste capítulo iremos apresentar as propriedades do gás emissor de Fe II derivadas do ajuste de linhas (ver seção 3.6). A seção 5.1 aborda a análise do FWHM das emissões de Fe II, O I, CaT e Hidrogênio. Em especial, na seção 5.2 buscamos investigar a relação entre a emissão de CaT e de Fe II. Na seção posterior 5.3 o resultado apresenta a correlação encontrada entre a emissão de Fe II observada no óptico e NIR. Além disso, também foram investigados os mecanismos de excitação da emissão de Fe II

em $1\ \mu\text{m}$ e $9200\ \text{\AA}$.

5.1 Linhas de baixo potencial de ionização em AGNs emissores de Fe II

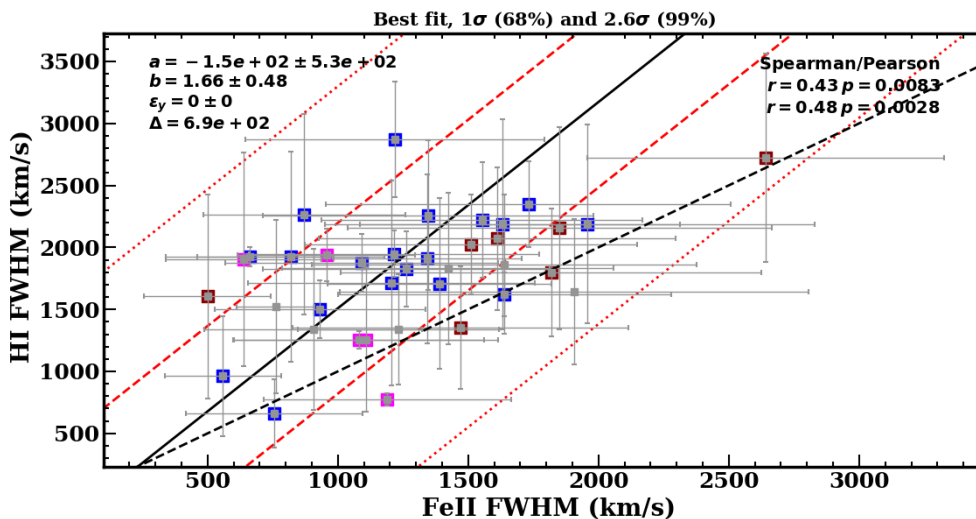
Trabalhos prévios (MARINELLO et al., 2016; BARTH et al., 2013; RODRIGUEZ-ARDILA et al., 2002) têm mostrado que a maior parte da emissão de CaT, O I e Fe II é originada por nuvens diferentes daquelas que emitem as linhas da série do Hidrogênio. Os resultados desses trabalhos mostraram que linhas tais como Pa α e Pa β são significativamente mais largas que as de CaT, O I e Fe II. Isso evidencia que o gás emissor desses dois grupos de linhas muito provavelmente está localizado em diferentes regiões da BLR (KASPI et al., 2000; KUEHN et al., 2008; BARTH et al., 2013). De acordo com Laor (2003), diferentes regiões emissoras da BLR possuem diferenças na cinemática do gás e influência gravitacional do buraco negro central. A largura das linhas da BLR justamente reflete esse modelo.

A Figura 5.1 apresenta o gráfico de FWHM das linhas de Paschen vs FWHM de Fe II. A reta contínua em cor preta representa o ajuste linear entre as emissões, enquanto que a tracejada representa a relação unitária. A Figura 5.1 claramente mostra que as linhas de Paschen são mais largas que as de Fe II. De fato, os valores médios de FWHM das linhas de Pa β e Fe II são, respectivamente, $1792\ \text{km/s}$ e $1281\ \text{km/s}$. Em geral, os valores de FWHM de Pa β são 39% mais largos do que os de Fe II. Essa tendência também foi vista em Marinello et al. (2016), onde observaram essa porcentagem em torno de 30% maior para os valores de FWHM de Pa β . Comparando o resultado do infravermelho próximo com o visível, em Hu et al. (2008) utilizando uma grande amostra de quasares (4037 objetos) foi encontrado o valor médio do FWHM de Fe II de $2533\ \text{km/s}$ e de H β de $3445\ \text{km/s}$. Eles observaram que a maioria das fontes apresentaram o FWHM de Fe II cerca de $3/4$ do FWHM de H β . Kovačević et al. (2010) para uma mostra de 302 objetos no óptico, encontrou valores médios de $1400\ \text{km/s}$ para largura de Fe II e utilizando componentes largas intermediárias em H β e H α encontraram $1568\ \text{km/s}$ e $1156\ \text{km/s}$ respectivamente. Porém considerando as componentes super largas das linhas de H β e H α , os valores médios encontrados são significativamente diferentes daqueles de Fe II. Em nosso trabalho, a amostra é basicamente composta por objetos de População A i.e, FWHM de H β $< 4000\ \text{km/s}$, e por isso foi ajustada somente uma única componente referente à emissão da BLR. Deste modo, não houve necessidade de ajustar duas componentes (larga e super larga) como no trabalho de Kovačević et al. (2010).

É possível observar na Figura 5.1 que para $R_{4570} < 1$ quase todos valores de FWHM

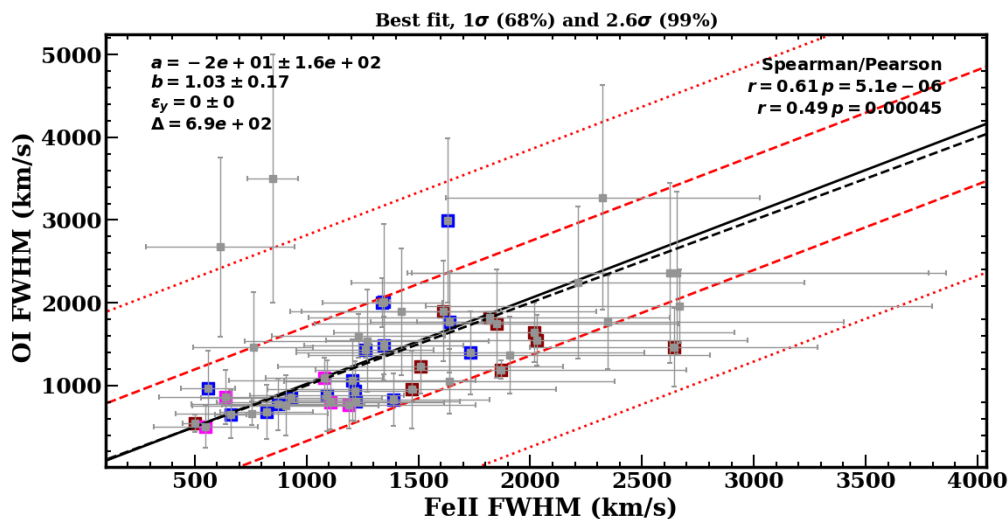
de H I e Fe II estão compreendidos na região de 2.6σ do ajuste linear. Por outro lado, para intensidades de $R_{4570} > 1$ (representadas pelas cores magenta e azul), os pontos em grande parte estão dentro de 1σ do melhor ajuste linear. Os valores de largura das linhas destes objetos apresentam um comportamento melhor do ajuste, e os valores FWHM aparentam ter menor divergência. Essa característica observada nestes objetos forte emissores de Fe II sugere que pode haver uma menor discrepância na cinemática e na distância entre essas regiões emissoras. Estudos de reverberação no óptico (KUEHN et al., 2008; BARTH et al., 2013; HU et al., 2015) observaram que a distância entre as regiões emissoras de Fe II e H β podem estar relacionadas a intensidade da emissão de Fe II. Esses trabalhos mostraram que em objetos com $R_{4570} < 1$ o tempo de retardo observado entre as emissões foi maior que em objetos de $R_{4570} > 1$. A diferença do tempo de retardo observado entre os objetos, sugere que a distância entre as duas regiões de emissão pode mudar de acordo com a emissão de Fe II, i.e, em objetos fraco emissores essa distância seria maior, enquanto que em objetos de forte emissão a distância seria menor. Estudos futuros com um número maior de objetos fracos e fortes emissores de Fe II podem verificar se essa é uma característica que pode ser generalizada.

Figura 5.1 - Valores de FWHM derivados para as linhas de Pashen e Fe II. Os quadrados de cor marrom, azul e magenta representam $R_{4570} < 1$ (fracos emissores), $1 < R_{4570} < 1.5$ (forte emissores) e $R_{4570} > 1.5$ (super emissores), respectivamente. A reta contínua em cor preta indica o melhor ajuste linear, sendo as retas vermelhas pontilhadas ao redor, respectivamente, 1σ e 2.6σ do ajuste. A reta tracejada em cor preta representa a relação unitária. Objetos que não dispõem da quantidade R_{4570} estão em cor cinza.



A Figura 5.2 apresenta o gráfico de FWHM das linhas de O I vs Fe II. As larguras das linhas da O I são notavelmente semelhantes, concentradas em torno de 500-2000 km/s. Além disso, quase todas as larguras ajustadas das linhas de O I e Fe II estão compreendidas dentro de 1σ do melhor ajuste encontrado. Este resultado corrobora com o comportamento observado em Marinello et al. (2016). As cores marrom, azul e magenta na Figura 5.2 representam objetos com fraca, forte e super-forte emissão de Fe II, respectivamente. Em geral, objetos com fraca emissão apresentam larguras de Fe II > 1500 km/s e de O I > 1000 km/s, com exceção do objeto PG1244+026. Enquanto que objetos com forte emissão possuem larguras < 2000 km/s. Por fim, objetos com emissão de super forte Fe II possuem o FWHM para ambas as emissões < 1500 km/s. Isso mostra uma clara tendência de aumento da intensidade de Fe II conforme a largura das linhas diminuem.

Figura 5.2 - Valores de FWHM calculados para as linhas de O I e Fe II. As diferentes cores representam as classificações de intensidade de Fe II no óptico. Os quadros de cor marrom, azul e magenta representam $R_{4570} < 1$ (fracos emissores), $1 < R_{4570} < 1.5$ (forte emissores) e $R_{4570} > 1.5$ (super emissores), respectivamente. A reta contínua em cor preta indica o melhor ajuste linear, sendo as retas vermelhas pontilhadas ao redor, respectivamente, 1σ e 2.6σ do ajuste. A reta tracejada em cor preta representa a relação unitária. Objetos que não dispõem da quantidade R_{4570} estão em cor cinza.

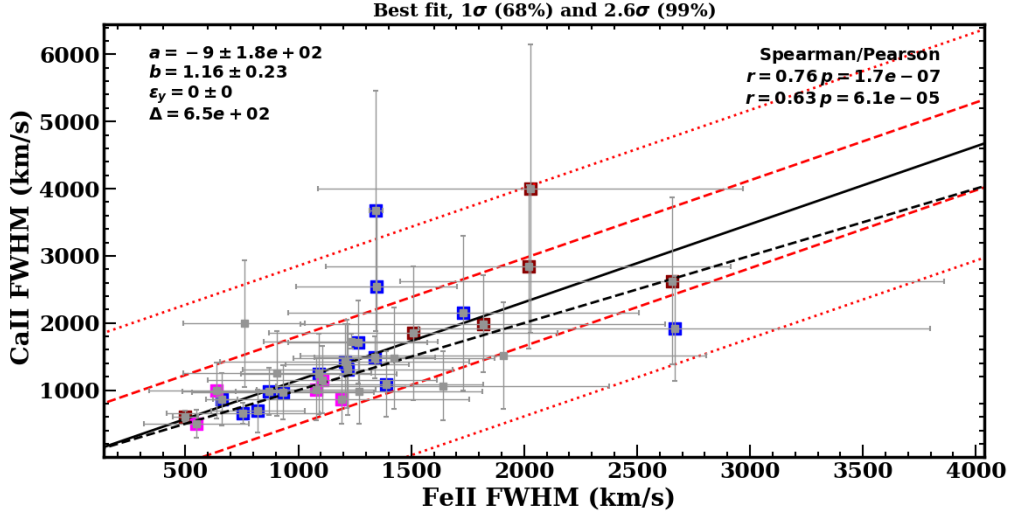


A Figura 5.3 exibe o gráfico de FWHM de CaT vs FWHM de Fe II. A ótima semelhança entre a reta unitária e o ajuste linear observada no resultado anterior não se aplicada a este caso. Isso fica claro por meio dos coeficientes, onde os valores encon-

trados para as larguras de CaT vs de Fe II e de O I vs de Fe II são respectivamente, 1.16 ± 0.23 e 1.03 ± 0.17 . Observando o gráfico é visto que os dados apresentam valores de larguras muito similares até 1000 km/s, para CaT e Fe II, ainda sendo possível esta característica se estender até 1500 km/s. No entanto, para valores de FWHM acima de 1500 km/s, os pontos estão distribuídos de forma dispersa. Os coeficientes de Spearman e Pearson encontrados entre os valores de FWHM de O I vs Fe II indicam uma correlação moderada entre as larguras das linhas, enquanto que para o FWHM de CaT vs de Fe II os coeficientes sugerem uma correlação moderada para forte. A semelhança entre as larguras das linhas de CaT, O I e Fe II, sustenta a ideia destas emissões serem originadas em uma mesma região da BLR, cinematicamente ligada, conforme também observado em outros trabalhos (MATSUOKA et al., 2008; MARTÍNEZ-ALDAMA et al., 2015; MARINELLO et al., 2016). Com relação a intensidade de Fe II, também foi observado que objetos com forte emissão de Fe II dominam os menores valores de FWHM.

Ainda, observando as Figuras 5.2 e 5.3, podemos ver que para larguras com até 1500 km/s, as linhas de Fe II, CaT e O I compartilham quase o mesmo campo de velocidade e exibem perfis de linha muito semelhantes. No entanto, eles são significativamente mais estreitos que as linhas de Paschen. Note que os resultados apresentados acima indicam larguras de CaT e O I menores que 600 km/s. De fato, as menores larguras de linhas da BLR medidas na amostra foram encontradas em IRAS13224-3809, sendo para CaT e O I ≈ 500 km/s, e de Fe II ≈ 548 km/s. Uma procura extensa na literatura sugere que esses são os menores valores de FWHM da BLR até hoje reportados. Em Matsuoka et al. (2008), o valor mínimo de FWHM observado foi para linha de O I com 1000 km/s. Apesar destas componentes largas extremamente estreitas observadas no nosso trabalho, (RODRIGUEZ-ARDILA et al., 2002) argumentam que em NLS1 podem ser observadas larguras de O I, CaT e Fe II tão estreitas quanto a linha de [S III] em 9531 Å.

Figura 5.3 - Valores de FWHM calculados para as linhas de CaT e Fe II. As diferentes cores representam as classificações de intensidade de Fe II no óptico. Os quadrados de cor marrom, azul e magenta representam $R_{4570} < 1$ (fracos emissores), $1 < R_{4570} < 1.5$ (forte emissores) e $R_{4570} > 1.5$ (super emissores), respectivamente. A reta contínua em cor preta indica o melhor ajuste linear, sendo as retas vermelhas pontilhadas ao redor, respectivamente, 1σ e 2.6σ do ajuste. A reta tracejada em cor preta representa a relação unitária. Objetos que não dispõem da quantidade R_{4570} estão em cor cinza.

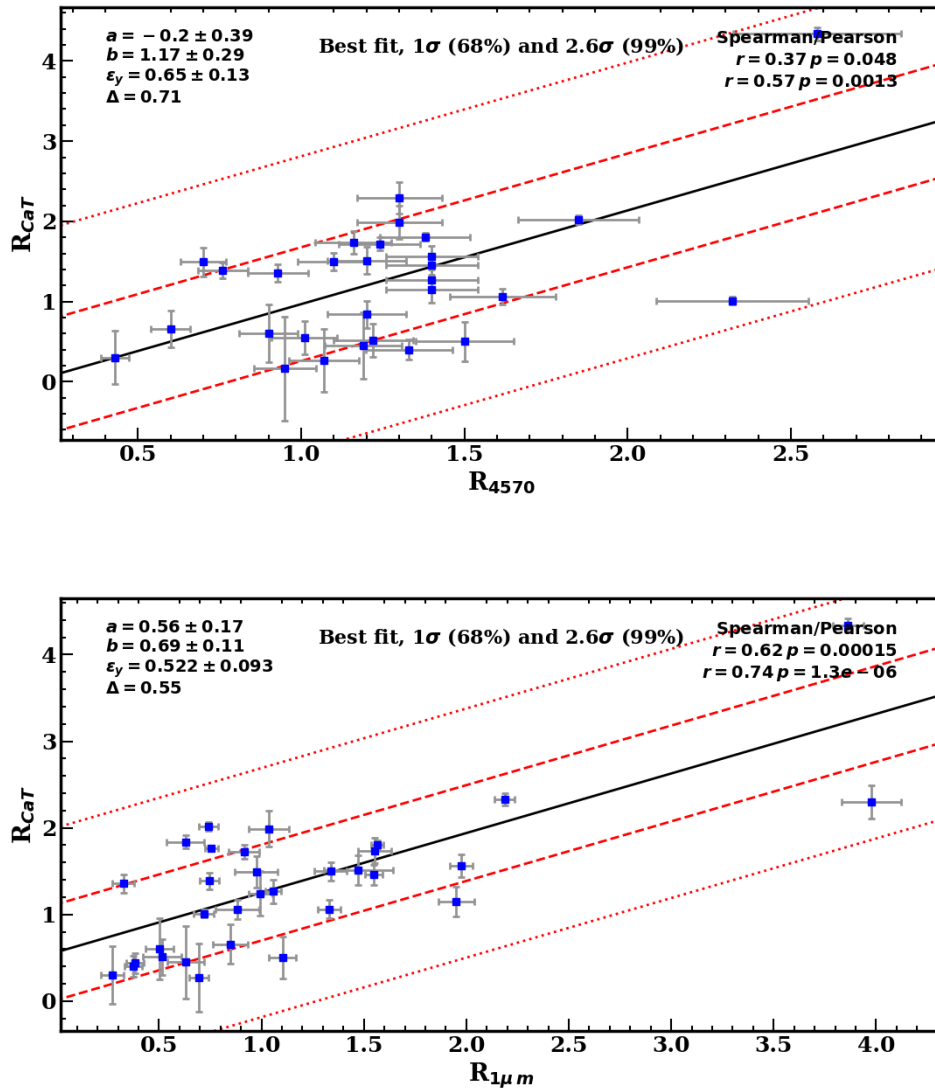


5.2 A relação entre as emissões de Fe II, CaT e OI

A complexidade do íon de Fe^+ , somada a dificuldade de modelar sua emissão, tem inspirado autores (MARTÍNEZ-ALDAMA et al., 2015; PANDA et al., 2020) a buscarem por caminhos alternativos para o estudo desse gás emissor. Espécies mais simples como O I e CaT vêm sendo exploradas como alternativas interessantes, uma vez que resultados observacionais indicam que a emissão destes íons ocorrem em uma mesma região da BLR (MARINELLO et al., 2016; RODRIGUEZ-ARDILA et al., 2002; MARINELLO et al., 2020; PERSSON, 1988; MARTÍNEZ-ALDAMA et al., 2015; PANDA et al., 2020). Do ponto de vista teórico, modelos de fotoionização (JOLY, 1987; FERLAND et al., 1998; PANDA et al., 2020) sugerem que íons de Fe II, O I e CaT são formados numa região próxima, se não a mesma. Panda et al. (2020) mostraram que condições físicas similares (e.g. densidade de coluna), são responsáveis por promoverem emissores com intensidades semelhantes de Fe II e CaT. Eles mostraram que ao aumentar a densidade de coluna a valores próximos a $10^{24} - 10^{24.5} \text{ cm}^{-2}$, foi observado um aumento mútuo de 20% das intensidades observadas de R_{4570} e CaT/H β . Esse

valores, favorecem as emissões de maneira comum. Além disso, o trabalho conclui que cenários com densidades de coluna da ordem de 10^{24}cm^{-2} seriam suficientes para originarem fracos emissores de Fe II–CaT, enquanto que para promover mutuamente forte emissores a densidade necessária é mais alta, da ordem de $>10^{24.5}\text{cm}^{-2}$. Essa correlação teórica, sugere que os íons de Fe II, O I e CaT são formados numa região próxima, se não a mesma, e com condições físicas semelhantes (n_H , U , N_H), e portanto podem servir como objetos análogos ao estudo de Fe II.

Figura 5.4 - Painel superior: Intensidades de R_{CaT} por R_{4570} . Painel inferior: Intensidades de R_{CaT} por $R_{1\mu m}$. A reta contínua em cor preta representa o melhor ajuste linear e as retas vermelhas respectivamente, 1σ e 2.6σ do ajuste.



A fim de explorar a razão $\text{CaT}/\text{H}\beta$ utilizando quantidades do NIR, substituímos a linha de $\text{H}\beta$ pela análoga $\text{Pa}\beta$, de forma que a razão de fluxo das linhas fica sendo $\text{CaT}/\text{Pa}\beta$ denominado R_{CaT} . A Figura 5.4 mostra as razões R_{CaT} vs R_{4570} . Para estas quantidades encontramos uma correlação fraca/moderada com o coeficiente de Spearman 0.37 e de Pearson 0.57. Enquanto que em [Martínez-Aldama et al. \(2015\)](#) foi encontrado para as quantidades $\text{CaT}/\text{H}\beta$ vs R_{4570} forte correlações por meio do coeficiente de Spearman de 0.73. Apesar disso, o coeficiente de Pearson encontrado no nosso trabalho está de acordo com o derivado a partir de modelos teóricos em [Panda et al. \(2020\)](#). Onde foi encontrado um coeficiente de correlação de Pearson 0.529, sugerindo um correlação moderada entre $\text{CaT}/\text{H}\beta$ e R_{4570} . A Figura 5.4 mostra as quantidades $\text{CaT}/\text{P}\beta$ vs $R_{1\mu m}$, ou seja, somente as quantidades medidas no NIR. Para estas quantidades, foi observada uma correlação moderada/forte, através dos coeficientes de Spearman com 0.62 e de Pearson com 0.74. Este resultado indica que a intensidade de CaT aumenta com a intensidade de Fe II no NIR, sugerindo que as emissões ocorrem em condições físicas que as favoreçam de forma simultânea na BLR.

5.3 Relação entre as emissões de Fe II no óptico e NIR

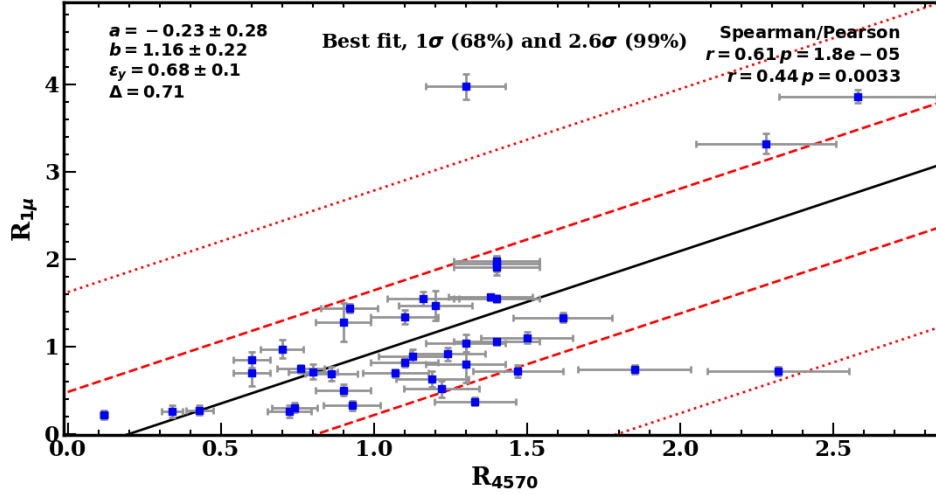
A emissão de Fe II é produzida por vários mecanismos de excitação, sendo eles a fotoionização, a fluorescência do contínuo, a excitação colisional e a auto-fluorescência ([WILLS et al., 1985](#)). Posteriormente, [Sigut e Pradhan \(1998b\)](#) incluíram a fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ como um mecanismo chave na produção das linhas de Fe II. No NIR, a emissão de Fe II em $1\mu\text{m}$ é produzida principalmente por dois mecanismos, a fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ e excitação colisional. Por isso, uma das motivações do estudo do Fe II no NIR vem da necessidade de compreender qual a relevância exata que estes dois últimos mecanismos exercem na emissão em $1\mu\text{m}$. Isso porque a região de 8500-9500 Å é um resultado direto do mecanismo de excitação por fluorescência $\text{Ly}\alpha$ ([SIGUT; PRADHAN, 1998b](#); [PENSTON, 1987](#); [RODRIGUEZ-ARDILA et al., 2002](#)), e isso explica a relevância do estudo do *bump* de Fe II em 9200 Å.

A participação da fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ na produção da emissão de Fe II em $1\mu\text{m}$ ([SIGUT; PRADHAN, 1998a](#); [RODRIGUEZ-ARDILA et al., 2002](#)), ocorre por um efeito cascata, onde um fóton de $\text{Ly}\alpha$ é absorvido pelo íon de Fe^+ , estimulando o povoamento do nível $t, u^4\text{G}$. A primeira cascata de fluorescência povoa o nível $b^4\text{G}$, onde por sua vez, decai e emite as linhas de Fe II em $1\mu\text{m}$. Todos os processos descritos podem ser visualizados no diagrama de Gothrian representado na Figura 1.5. A atuação da excitação colisional para a produção de Fe II em $1\mu\text{m}$ ([MARINELLO et al., 2016](#)), só

é eficiente em um gás com temperatura superior a 7000 K (JOLY, 1987). Colisões inelásticas estimulam elétrons de estado de energia mais baixo a níveis de energia próximos a 5 eV–7 eV. O decaimento destes níveis contribuem para a ocupação dos níveis populacionais inferiores Z^4D e Z^4F , níveis responsáveis pela emissão do *bump* de Fe II em 4570 Å. É estimado que 18% da emissão em 4570 Å possui contribuição do mecanismo de excitação via fluorescência de $Ly\alpha$ (MARINELLO et al., 2016).

A comparação entre as emissões de Fe II no NIR e no óptico pode ser usada como um indicador da contribuição de tais mecanismos de excitação (MARINELLO et al., 2016; MARINELLO et al., 2020). A Figura 5.5 representa a quantidade $R_{1\mu m}$ vs R_{4570} . O ajuste linear está representado pela reta contínua em preto, e paralelamente em cores vermelhas estão respectivamente, 1σ e 2.6σ do ajuste. O coeficiente angular indica que os valores de $R_{1\mu m}$ são ligeiramente maiores que R_{4570} , e foi encontrada uma correlação moderada entre as quantidades, como indica pelos coeficientes de Spearman 0.61 e Pearson 0.44. A existência de uma correlação expressa que ambas emissões são devido a um mesmo processo físico no gás emissor, sugerindo um possível mecanismo de excitação comum as duas emissões. No entanto, este resultado não evidencia nenhum mecanismo de excitação dominante, seja a fluorescência de $Ly\alpha$ ou colisional. Marinello et al. (2016) também encontraram evidências de correlação entre as emissões de Fe II do óptico e NIR, por meio do coeficiente de Pearson com valor de 0.78. Nosso resultado não só está em acordo com o encontrado em Marinello et al. (2016), como também generaliza o resultado para um maior número de objetos. Além disso, o nosso trabalho expande e povoa o espaço de parâmetros (MARZIANI et al., 2001) com valores de $R_{4570} > 1.5$, mas ainda são necessário mais dados para valores de $R_{4570} > 2$ para provar esta tendência em todo espaço do SDSS (SHEN et al., 2010; SHEN et al., 2011; SHEN; HO, 2014).

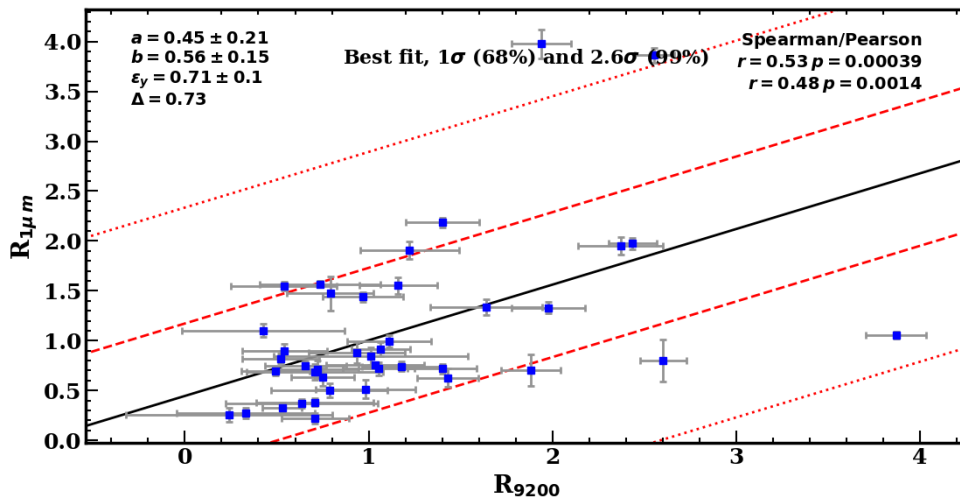
Figura 5.5 - A figura mostra as intensidades de Fe II no óptico representada por R_{4570} e no NIR por $R_{1\mu m}$. A reta contínua em cor preta representa o melhor ajuste linear e as retas vermelhas respectivamente, 1σ e 2.6σ do ajuste.



A emissão de Fe II em 9200 \AA é exclusivamente originada a partir da fluorescência de $\text{Ly}\alpha$, já que níveis de energia acima de 13 eV só podem ser povoados por este mecanismo (SIGUT; PRADHAN, 1998a; RODRIGUEZ-ARDILA et al., 2002; SIGUT; PRADHAN, 2003). O fóton de $\text{Ly}\alpha$ ao ser absorvido pelo íon de Fe^+ estimula elétrons do estado fundamental aos níveis de energia $u^4(\text{D,P})$ e $v^4\text{F}$. Após o processo de decaimento, ocorrem as transições $u^4(\text{D,P}), v^4\text{F} \rightarrow e^4\text{D}$ as quais são responsáveis exclusivamente pela emissão do *bump* centrado em 9200 \AA . Como o *bump* de 9200 \AA é um indicador do processo de $\text{Ly}\alpha$, sua importância pode ser avaliada quando comparada a emissão de Fe II em $1 \mu\text{m}$. A Figura 5.6 mostra R_{9200} vs $R_{1\mu m}$. Encontramos uma fraca/moderada correlação entre as duas razões, como mostra os coeficientes de Spearman com 0.53 e Pearson com 0.48. Este resultado indica que apesar da relevância da fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ como mecanismo de excitação comum das linhas, o mecanismo dominante para a emissão Fe II em $1 \mu\text{m}$ é o colisional. Isso porque foi visto no resultado anterior da Figura 5.5 que a correlação observada entre o Fe II no óptico e $1 \mu\text{m}$, foi maior do que a observada em R_{9200} . Para excitação das linhas em $1 \mu\text{m}$, é necessário estimular o nível $b^4\text{G}$ que possui energia de 6 eV . Véron-Cetty et al. (2004) mostraram que 50% da emissão de Fe II no óptico se originam de transições entre os níveis $z^4\text{F}, z^4\text{D} \rightarrow b^4\text{F}$, as quais possuem energia inferior ao estado $b^4\text{G}$. Com isso sugerimos que a emissão no óptico e $1 \mu\text{m}$ compartilham de um mesmo

mecanismo, e por isso o coeficiente de correlação entre $R_{1\mu m}$ e R_{9200} possui menor valor. Este resultado entra em acordo com o sugerido em Marinello et al. (2016).

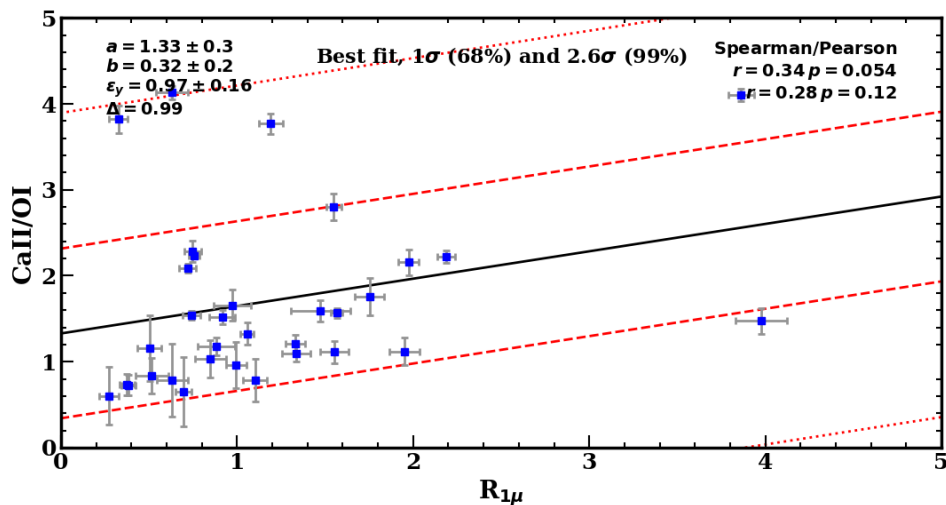
Figura 5.6 - A figura mostra as intensidades de Fe II no NIR, representada por R_{9200} e no NIR por $R_{1\mu m}$. A reta contínua em cor preta indica o melhor ajuste linear, sendo as retas vermelhas pontilhadas ao derredor, respectivamente, 1σ e 2.6σ do ajuste. A reta tracejada em cor preta representa a relação unitária.



Persson (1988) foi pioneiro em analisar a dependência da emissão de CaT com OI, e sugeriu que AGNs com forte emissão de Fe II também apresentariam em seu espectro forte emissão de CaT e OI. A partir disso, buscamos por evidências desta característica através das razões de fluxo de linhas CaT/OI e $R_{1\mu m}$. A Figura 5.7 mostra o resultado para a nossa amostra. Os coeficientes de correlação de Spearman e Pearson foram 0.34 e 0.28 respectivamente, indicando uma fraca correlação. A maior parte dos valores estão localizados abaixo da linha reta do ajuste linear. Isso sugere que, em geral, a intensidade de Fe II observada nos objetos é maior do que as intensidades de CaT e OI. O coeficiente angular de 0.32 dá suporte adicional a esse resultado. É importante mencionar que existem complicações no processo de ajuste das linhas de CaT e OI. Enquanto as emissões de CaT são passivas de absorção parcial/total pela população estelar da galáxia hospedeira, a emissão de OI não é afetada da mesma forma. Isso influencia diretamente nos valores da razão CaT/OI observadas. Embora essa situação poderia ser resolvida através de um ajuste do contínuo estelar, o fato é que Seyfert 1 e quasares não possuem traçadores eficientes

do contínuo estelar. Praticamente todas as absorções encontram-se diluídas pelo forte contínuo de lei-de-potência e poeira quente. Qualquer tentativa de correção teria uma incerteza maior que o próprio erro na medida.

Figura 5.7 - A figura mostra as intensidades de CaT/O I por $R_{1\mu m}$. A reta contínua em cor preta indica o melhor ajuste linear, sendo as retas vermelhas pontilhadas ao derredor, respectivamente, 1σ e 2.6σ do ajuste. A reta tracejada em cor preta representa a relação unitária.



Sumarizando, neste capítulo o ajuste de linhas de baixo potencial de ionização mostrou que as larguras das linhas de Fe II, O I e CaT são semelhantes, sugerindo que as emissões sejam produzidas em uma mesma região da BLR. Enquanto as larguras das linhas de Paschen são sistematicamente mais largas do que as de Fe II, indicando que a região de formação do Fe II e de $\text{Pa}\beta$ são diferentes. Visto que as quantidades $R_{1\mu m}$ e R_{4570} estão fortemente correlacionadas, o resultado evidencia a existência de um mecanismo de excitação comum as emissões de Fe II no óptico e NIR, entretanto não confirma nenhum mecanismo dominante, seja a fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ ou excitação colisional. Ainda a comparação entre as intensidades de $R_{1\mu m}$ vs R_{9200} mostrou uma fraca correlação. Esse resultado indica que apesar da importante influência da fluorescência de $\text{Ly}\alpha$, possivelmente existe outro mecanismo dominante na formação da emissão de Fe II em $1\mu m$. Por fim, a emissão de Fe II no NIR se mostrou fortemente correlacionada com a emissão de CaT, este resultado sugere que ambas emissões ocorrem em condições físicas similares na BLR.

6 AUTOVETOR 1 NO NIR?

Avanços na compreensão da fenomenologia dos quasares surgiram usando técnicas de autovetores, o principal estudo é o relacionado ao Autovetor 1 (BOROSON; GREEN, 1992). Através do estudo continuado do Autovetor 1 foram incluídos outros parâmetros observáveis que possibilitaram a expansão do trabalho a um espaço de parâmetros 4D (MARZIANI et al., 2001). A continuação deste estudo possibilitou a construção empírica da chamada "sequência principal de quasares", a qual permite uma discriminação ideal entre as principais classes de AGNs que apresentam as linhas largas (MARZIANI et al., 2001; SULENTIC; MARZIANI, 2015; MARZIANI et al., 2018). A origem da motivação teórica está relacionada à importantes propriedades como razão de Eddington, orientação, massa do buraco negro e spin (MARZIANI et al., 2001; SHEN et al., 2014; PANDA et al., 2017; ŚNIEGOWSKA et al., 2018). Além disso, o estudo de quasares em um segmento do Autovetor 1 inclui entender os emissores de Fe II mais fortes, visto que estes são objetos extremos do plano no óptico (ŚNIEGOWSKA et al., 2018) e possuem relação de dependência com a razão de Eddington (PANDA et al., 2017; PANDA et al., 2018). Estes trabalhos mostram a importância do estudo continuado do EV1, permitindo o melhor entendimento da natureza dos seus parâmetros teoricamente motivados. Tendo em vista a nova geração de telescópios da classe de 40 m que serão otimizados no NIR e do próprio JWST o qual trabalhará nessa faixa de emissão, motiva a necessidade de estudos com objetivo de explorar o EV1 no contexto do NIR. Isso porque o entendimento dos processos físicos da BLR usando indicadores no NIR precisa ser amplamente explorado, e este trabalho visa contribuir com essa discussão.

Este capítulo apresenta uma análise dos resultados baseados no contexto do Autovetor 1. Foi investigada a possibilidade da extensão do estudo do EV1 do óptico ao intervalo espectral do NIR. Os resultados mostram indícios de um análogo do EV1 no NIR.

6.1 Autovetor 1 no contexto do NIR

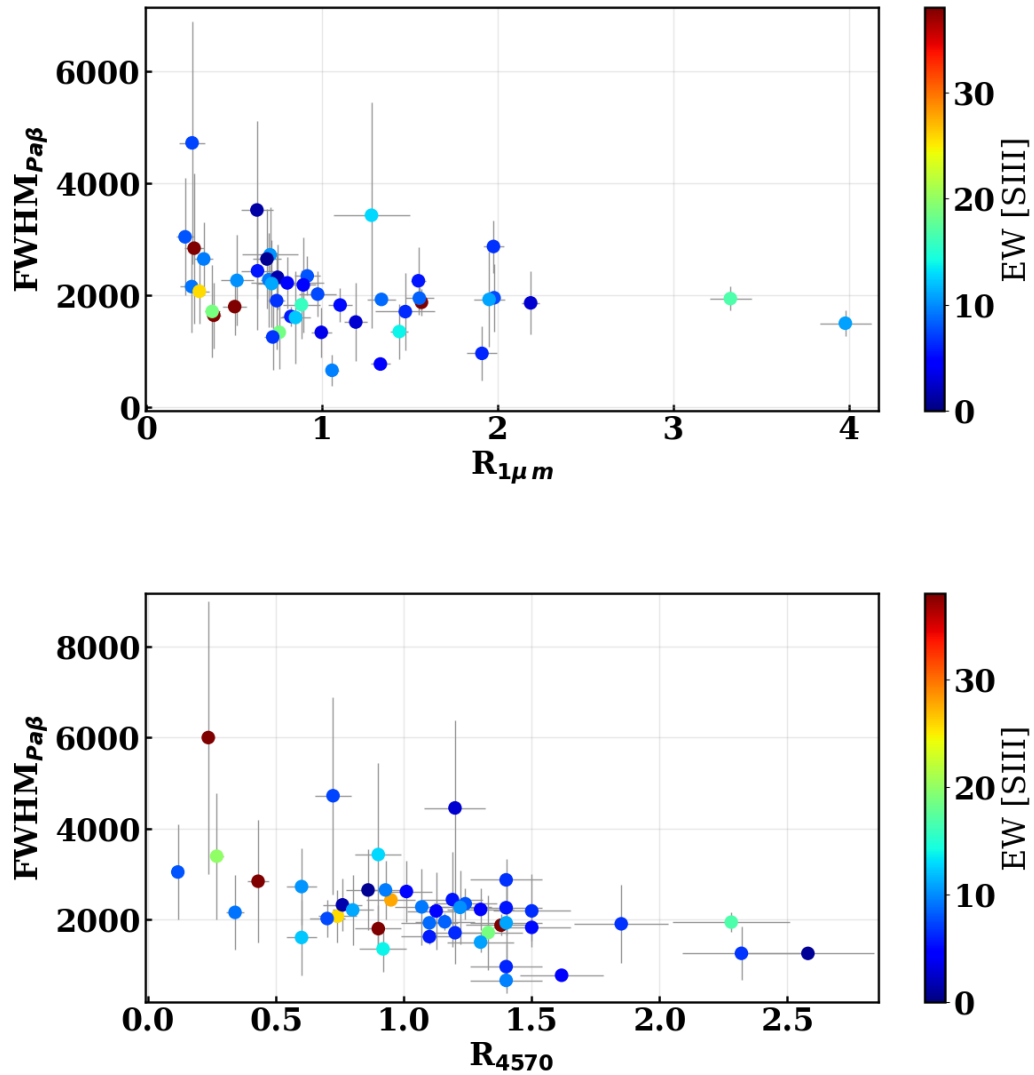
Boroson e Green (1992) estudaram correlações entre parâmetros observáveis por meio da técnica de Análise dos Componentes Principais (PCA). O Autovetor 1 da PCA encontrado pelo estudo, mostrou uma anti-correlações entre o FWHM da linha de $H\beta$ com R_{4570} . Também, mostrou a existência da anti-correlação entre a intensidade de $[O III]$ em 5007\AA com R_{4570} . Posteriormente o EV1 foi expandido a um espaço paramétrico 4D por Sulentic et al. (2000), onde foram incluídos parâmetros

de assimetria da linha de CIV e *photon index* de raios-X. A física que domina o EV1 no óptico está relacionada com importantes propriedades, como a razão de Eddington, a massa do buraco negro e a orientação do spin e do buraco negro central (MARZIANI et al., 2001; MARZIANI; SULENTIC, 2014). A fim de explorar alternativas ao estudo do tema buscamos verificar a possibilidade da exploração e extensão do estudo do EV1 no NIR.

Com o objetivo de verificar se as correlações originalmente encontradas no óptico podem ser observadas de forma análoga no NIR, foram utilizados indicadores equivalentes. Isso porque o NIR oferece bons análogos a componentes do EV1 no óptico, uma vez que a linha de Paschen e Balmer são emissões do Hidrogênio e apresentam FWHM similares. Deste modo, a substituição da emissão no óptico pela do NIR é um equivalente natural. O NIR também permite uma boa modelagem de linhas de Fe II isoladas por um *template* derivado de modelos teóricos (GARCIA-RISSMANN et al., 2012), e não puramente empírico como no óptico (BOROSON; GREEN, 1992; VÉRON-CETTY et al., 2004). Além disso, no resultado apresentado na Seção 5.5 e no encontrado por Marinello et al. (2016), foram apresentados indícios de forte correlação entre as emissões de Fe II no óptico e NIR. Também é possível substituir a emissão proibida de [O III] pela emissão proibida equivalente no NIR a linha de [S III] em $\lambda 9531$. Riffel et al. (2006) mostraram em seu trabalho que a intensa linha de [S III] $\lambda 9531$ é dominante no NIR, e estava presente em cerca de 83% das NSL1 e em todos QSOs da amostra.

O painel superior da Figura 6.1 apresenta os valores de FWHM de $\text{Pa}\beta$ vs intensidade de Fe II em um $1 \mu\text{m}$. A intensidade de [S III] $\lambda 9531$ está representada pela barra de cores à direita. Observando os valores de FWHM, podemos ver claramente que $R_{1\mu\text{m}}$ decresce de acordo com o aumento da largura da linha de Hidrogênio. Além disso, é visto que objetos com valores de $R_{1\mu\text{m}} > 1$ tendem a ter os menores valores de intensidade de [S III] $\lambda 9531$. No painel inferior da Figura 6.1 apresenta-se o resultado utilizando a razão R_{4570} . É observado que os objetos aparentam estar distribuídos de maneira dispersa ao longo do eixo das onde a intensidade de R_{4570} é plotada, diferentemente do resultado anterior. Também é observado que o FWHM de $\text{Pa}\beta$ se faz mais estreito a medida que a intensidade de Fe II cresce. A anti-correlação entre R_{4570} com a intensidade de [S III] $\lambda 9531$ também é mais clara do que no resultado anterior. Esses resultados, apresentados pela primeira vez na literatura, sugerem que as quantidades analisadas do NIR são análogas às do óptico, apontando um cenário positivo para uma possível exploração do EV1 ao intervalo espectral do NIR.

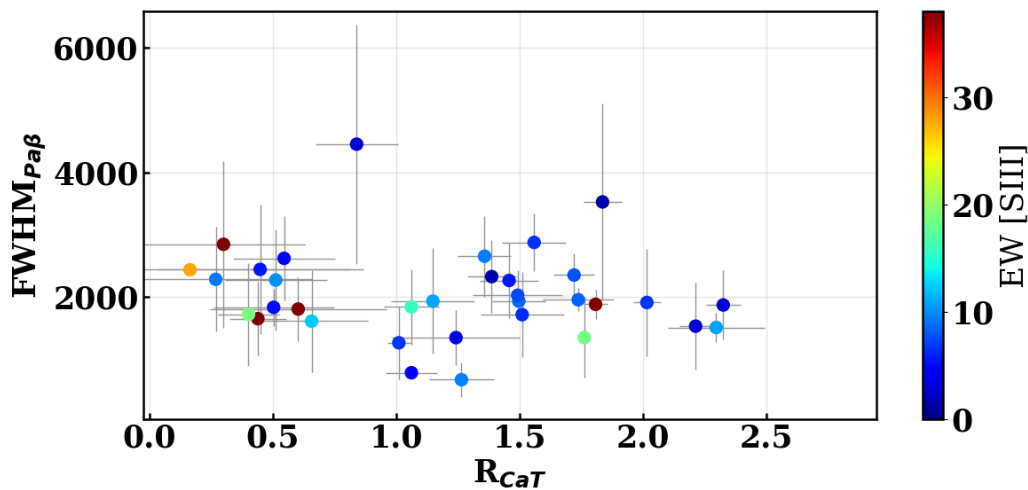
Figura 6.1 - Espaço de parâmetros com FWHM de $\text{Pa}\beta$ vs intensidade de Fe II , no eixo da barra de cores estão representadas as larguras equivalentes de $[\text{S III}] \lambda 9531$. O painel superior mostra o resultado em função de $R_{1\mu m}$, enquanto que no painel inferior foi adotada a intensidade de Fe II em 4570 \AA .



A Figura 5.4 do Capítulo 5 mostrou uma forte correlação entre a intensidade de Fe II no NIR com a intensidade de CaT . Utilizando o Fe II no óptico, Martínez-Aldama et al. (2015) mostraram que as razões $\text{CaT}/\text{H}\beta$ e R_{4570} estão fortemente correlacionadas. Em razão destes resultados, substituímos a intensidade de Fe II do resultado anterior, pela intensidade R_{CaT} . A Figura 6.2 mostra o FWHM de $\text{Pa}\beta$ vs R_{CaT} . O resultado indica que o comportamento das características esperadas do EV1

não são mantidas de maneira clara. No entanto, nosso resultado completa o esperado por [Martínez-Aldama et al. \(2015\)](#), que utilizaram uma amostra de quasares mais luminosos, de população B em uma região paramétrica diferente. Nossos resultados sugerem que a variação da intensidade de CaT com o FWHM de $P\beta$ é mínima. A anti-correlação da intensidade de $[S\text{III}]\lambda 9531$ com R_{CaT} não é observada de forma tão clara quanto no resultado anterior utilizando o $R_{1\mu m}$. Apesar disso, para $R_{CaT} > 1$ a maioria dos valores possuem as menores intensidades de $[S\text{III}]\lambda 9531$ observadas. A dificuldade de medir o fluxo, de forma confiável, nas linhas de CaT acarretou em uma quantidade inferior de pontos em relação aos resultados apresentados nas figuras prévias. Além disso, a região das linhas de CaT não apresentaram um bom S/N assim como parte da emissão geralmente é absorvida pela população estelar da galáxia hospedeira. Para confirmação e extensão dos resultados encontrados são necessárias observações espectroscópicas com maior S/N.

Figura 6.2 - FWHM de $P\alpha\beta$ vs R_{CaT} , no eixo da barra de cores estão representadas as intensidades de $[S\text{III}]\lambda 9531$. A intensidade de CaT é mensurada através da razão entre os fluxos integrados das linhas de CaT em $\lambda 8498$, $\lambda 8542$ e $\lambda 8662$, pelo o fluxo da componente larga de $P\beta$.

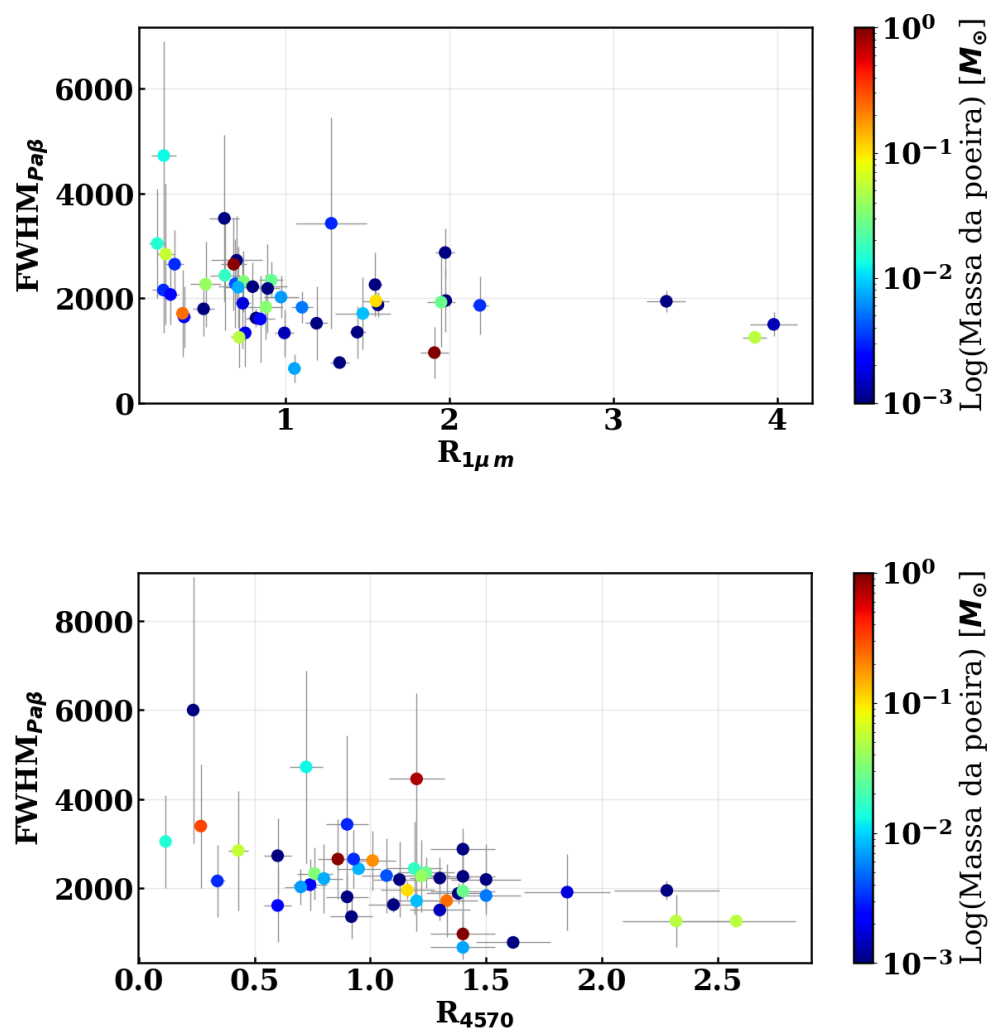


A análise do NIR possui algumas aplicações não possíveis no óptico, como por exemplo incluir a massa de poeira no contexto do EV1. O trabalho de [Shen e Ho \(2014\)](#) apresentaram em seus resultados um diagrama usando cores r-W1, onde r e W1 são as magnitudes na banda centrada em 6166 \AA e $3.4\text{ }\mu\text{m}$ dos *surveys* SDSS e WISE. Esse índice de cor foi analisado no contexto do EV1, visando estudar a relação entre

o avermelhamento e a intensidade de Fe II. Os autores encontraram evidências de uma correlação de entre r-W1 e a razão R_{4570} . Com base neste resultado, buscamos explorar a massa da poeira no contexto do EV1. A Figura 6.3 mostra dois resultados, onde no painel superior estão os parâmetros derivados do NIR e a substituição da poeira pela intensidade de [S III] $\lambda 9531$. E no painel inferior da Figura 6.3 está empregada a intensidade de R_{4570} . Para ambos os resultados, não encontramos correlação entre estas quantidades. Isso sugere que a localização dos objetos emissores de Fe II no plano do EV1 não são induzidos pela quantidade de poeira depositada na BLR. Apesar disso, o resultado não implica no entendimento pré-existente sobre a deposição de poeira da BLR por meio de *inflows* com poeira enriquecida (CZERNY et al., 2014).

Em suma, neste capítulo foi apresentada uma análise dos resultados baseados no contexto do Autovetor 1, buscando explorar a extensão do estudo ao intervalo espectral do NIR. Para isso foram realizadas substituições de quantidades originais do EV1 no óptico por outras no NIR, tais como razão R_{4570} pela $R_{1\mu m}$, assim como $H\beta$ por $Pa\beta$ e [O III] pela linha intensa de [S III] $\lambda 9531$, todas substituições mostraram ser equivalentes. Foi observado no resultado que o comportamento das características esperadas do Autovetor 1 são mantidas. Esse trabalho realizado pela primeira vez na literatura, sugere que o estudo do EV1 pode ser estendido ao intervalo do NIR. Além disso, visto que existe uma correlação moderada/forte entre R_{CaT} e $R_{1\mu m}$, substituímos no espaço de parâmetros a intensidade de Fe II pela R_{CaT} . No entanto, não observamos as características encontradas do EV1, diferentemente do observado no resultado anterior. Isso porque a variação observada entre o FWHM de $Pa\beta$ com R_{CaT} foi mínima. Por fim, buscamos analisar a massa da poeira no contexto do Autovetor 1. Nosso resultado sugere que quantidade de poeira depositada na BLR, não implica na intensidade da emissão de Fe II do AGN.

Figura 6.3 - FWHM de Pa β vs intensidade de Fe II. O painel superior utiliza todos parâmetros derivados do NIR, enquanto que o painel inferior utiliza a intensidade de Fe II medida no visível em 4570 Å. As cores representam os diferentes valores de massa da poeira derivadas do ajuste do contínuo de cada objeto.



7 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

Neste trabalho, foi analisada uma amostra de 67 AGNs do Tipo I no óptico e no NIR com o objetivo de estudar da emissão de Fe II. Foi ajustado o contínuo em emissão para em todos os objetos da amostra, e foram obtidas propriedades tais como a temperatura da poeira quente e o índice espectral da lei de potência. Através da temperatura, foi derivada a massa da poeira e analisada a relevância da deposição da poeira na BLR no contexto da emissão de Fe II. Além disso, o trabalho também aplicou o *template* de Fe II do óptico e NIR em toda a amostra, com o objetivo de calcular a intensidade da emissão de Fe II em ambos intervalos espectrais. Investigamos a relação entre as intensidades de Fe II, O I e CaT no NIR visando avaliar se estes dois últimos íons, por ser de menor complexidade, podem também ser utilizados para investigar as propriedades do gás emissor de Fe II. Os resultados obtidos confirmaram a relação entre a emissão de Fe II no óptico e NIR, e a relação entre a intensidade de CaT e Fe II.

Os principais resultados e análises realizadas nos Capítulos 4, 5 e 6 estão resumidos a seguir:

- O valor médio do índice espectral da lei de potência ajustada para toda a amostra foi de ≈ -1.28 , sendo observado em 49% dos objetos a quebra da lei de potência pela emissão da poeira quente em média ocorrendo em torno de $1.4 \mu\text{m}$;
- A temperatura da poeira quente encontrada neste trabalho apresentou uma distribuição de valores no intervalo de $1100 \text{ K} < T < 1700 \text{ K}$, sendo a temperatura média observada na amostra de 1335 K . O resultado está de acordo com o obtido por Landt et al. (2011), cuja temperatura média foi de 1365 K ;
- Foi pesquisada uma possível relação entre o propriedades do contínuo (T e α) e intensidade de Fe II no óptico. Observamos a ausência de correlação entre as mesmas. O resultado mostrou que objetos forte emissores de Fe II não apresentam características particulares na forma do contínuo de emissão. Apesar disso, foi observado em 11 objetos que o contínuo de lei de potência domina ao longo de todo NIR, sem qualquer presença da emissão de poeira. O valor médio da razão de Fe II nestes 11 objetos é de ~ 1.31 ;
- Comparamos o resultado do ajuste do contínuo realizado de forma simultânea na região óptico+NIR e somente usando o NIR em 46 objetos. Obser-

vamos uma correlação de 0.94 entre os resultados. Isso indica que valores de índice de lei de potência, temperatura da poeira quente e massa da poeira podem ser determinados de forma confiável a partir de espectros no intervalo $0.9 - 2.5 \mu\text{m}$;

- O ajuste de linhas mostrou que as larguras das linhas de Fe II, O I e CaT são semelhantes, sugerindo que esses íons são produzidas em uma mesma região da BLR. Ainda, comparamos as larguras de Pa β e Fe II, sendo observado que os valores de FWHM de Pa β são sistematicamente mais largos do que os de Fe II. Assumindo que as nuvens da BLR são virializadas, esse resultado indica que a região de formação do Fe II e de Pa β são diferentes;
- A comparação entre as razões $R_{1\mu\text{m}}$ e R_{4570} , mostrou que a emissão de Fe II no NIR e óptico estão fortemente correlacionadas. Isso evidencia a existência de um mecanismo de excitação comum as duas emissões. Entretanto, não aponta para nenhum mecanismo dominante, seja a fluorescência de Ly α ou excitação colisional. Já a comparação das intensidade de $R_{1\mu\text{m}}$ vs R_{9200} mostrou uma fraca correlação. Portanto, apesar da importante contribuição da fluorescência de Ly α , possivelmente a excitação colisional é dominante na formação da emissão de Fe II em $1 \mu\text{m}$;
- A emissão de Fe II no NIR se mostrou fortemente correlacionada com a emissão de CaT. Este resultado sugere que a emissão desta última pode ser utilizada para estudar as condições físicas da região emissora de Fe II;
- Foi encontrado um cenário positivo em relação ao Autovetor 1 no NIR empregando $R_{1\mu\text{m}}$. Também procuramos inserir no contexto do Autovetor 1 a intensidade de R_{CaT} e poeira. A intensidade de CaT mostrou-se promissora para substituir a intensidade de Fe II no plano do EV1. No entanto, para poeira não foi encontrada nenhuma correlação com a intensidade de Fe II.

Apesar do trabalho ter abordado diversas questões no contexto da emissão de Fe II e Autovetor 1, existem diversos outros pontos interessantes a serem explorados em trabalhos posteriores. Dente eles estão:

- Aprofundar a análise através da construção de modelos de fotoionização utilizando o CLOUDY, buscando investigar a relevância do mecanismo de

excitação pela fluorescência de Ly α e colisional. Também investigar propriedades como eficiência de produção de linhas estudadas neste trabalho O I λ 8446, λ 111287, CaT λ 8498, λ 8542 e λ 8662, Fe II λ 10502, parâmetro de ionização e densidade (n_H) das nuvens locais;

- A partir da base de dados do Sloan Digital Sky Survey, explorar objetos em um intervalo de *redshift* entre $0.1 < z < 2$, e adicionar a amostra quasares de população B para cobrir todo o espaço de parâmetros;
- Diante da possibilidade neste trabalho apresentada, pode-se realizar de forma concreta a construção do Autovetor 1 no NIR usando o PCA.

Em suma, é necessário expandir este trabalho em maior número de objetos abrangendo as características mencionadas, para que possa ser realizado um estudo completo cobrindo todo o espaço de parâmetros. Ainda, para o melhor entendimento da natureza de AGNs emissores de Fe II, é necessário derivar propriedades físicas tais como parâmetro de ionização, densidade das nuvens (n_H), tamanho e localização da região emissora de Fe II, massa, taxa de acreção e spin do buraco negro central. Além disso, dada a eminente entrada do JWST em operação, pesquisas sobre as propriedades da BLR na região do NIR são de extrema importância. Visto que o JWST é otimizado para essa região certamente, novas populações de AGNs virão a ser descobertas. Os resultados aqui encontrados mostram que as propriedades derivadas no NIR são compatíveis com aquelas derivadas no UV-óptico. Portanto, permitem medir aspectos de grande importância sem adicionar um bias aos resultados.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- ADAMS, T. A survey of the seyfert galaxies based on large-scale image-tube plates. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 33, p. 19, 1977. 10
- AHN, C. P.; ALEXANDROFF, R.; PRIETO, C. A.; ANDERSON, S. F.;
ANDERTON, T.; ANDREWS, B. H.; AUBOURG, ; BAILEY, S.; BALBINOT, E.;
BARNES, R.; BAUTISTA, J.; BEERS, T. C.; BEIFIORI, A.; BERLIND, A. A.;
BHARDWAJ, V.; BIZYAEV, D.; BLAKE, C. H.; BLANTON, M. R.;
BLOMQUIST, M.; BOCHANSKI, J. J.; BOLTON, A. S.; BORDE, A.; BOVY, J.;
BRANDT, W. N.; BRINKMANN, J.; BROWN, P. J.; BROWNSTEIN, J. R.;
BUNDY, K.; BUSCA, N. G.; CARITHERS, W.; CARNERO, A. R.; CARR,
M. A.; CASETTI-DINESCU, D. I.; CHEN, Y.; CHIAPPINI, C.; COMPARAT, J.;
CONNOLLY, N.; CREPP, J. R.; CRISTIANI, S.; CROFT, R. A.; CUESTA, A. J.;
COSTA, L. N. D.; DAVENPORT, J. R.; DAWSON, K. S.; PUTTER, R. D.; LEE,
N. D.; DELUBAC, T.; DHITAL, S.; EALET, A.; EBELKE, G. L.; EDMONDSON,
E. M.; EISENSTEIN, D. J.; ESCOFFIER, S.; ESPOSITO, M.; EVANS, M. L.;
FAN, X.; CASTELLÁ, B. F.; ALVAR, E. F.; FERREIRA, L. D.; AK, N. F.;
FINLEY, H.; FLEMING, S. W.; FONT-RIBERA, A.; FRINCHABOY, P. M.;
GARCÍA-HERNÁNDEZ, D. A.; PÉREZ, A. E.; GE, J.; GÉNOVA-SANTOS, R.;
GILLESPIE, B. A.; GIRARDI, L.; HERNÁNDEZ, J. I. G.; GREBEL, E. K.;
GUNN, J. E.; GUO, H.; HAGGARD, D.; HAMILTON, J. C.; HARRIS, D. W.;
HAWLEY, S. L.; HEARTY, F. R.; HO, S.; HOGG, D. W.; HOLTZMAN, J. A.;
HONSCHIED, K.; HUEHNERHOFF, J.; IVANS, I. I.; IVEZIĆ, ; JACOBSON,
H. R.; JIANG, L.; JOHANSSON, J.; JOHNSON, J. A.; KAUFFMANN, G.;
KIRKBY, D.; KIRKPATRICK, J. A.; KLAENE, M. A.; KNAPP, G. R.; KNEIB,
J. P.; GOFF, J. M. L.; LEAUTHAUD, A.; LEE, K. G.; LEE, Y. S.; LONG, D. C.;
LOOMIS, C. P.; LUCATELLO, S.; LUNDGREN, B.; LUPTON, R. H.; MA, B.;
MA, Z.; MACDONALD, N.; MACK, C. E.; MAHADEVAN, S.; MAIA, M. A.;
MAJEWSKI, S. R.; MAKLER, M.; MALANUSHENKO, E.; MALANUSHENKO,
V.; MANCHADO, A.; MANDELBAUM, R.; MANERA, M.; MARASTON, C.;
MARGALA, D.; MARTELL, S. L.; MCBRIDE, C. K.; MCGREER, I. D.;
MCMAHON, R. G.; MÉNARD, B.; MESZAROS, S.; MIRALDA-ESCUDE, J.;
MONTERO-DORTA, A. D.; MONTESANO, F.; MORRISON, H. L.; MUNA, D.;
MUNN, J. A.; MURAYAMA, H.; MYERS, A. D.; NETO, A. F.; NGUYEN, D. C.;
NICHOL, R. C.; NIDEVER, D. L.; NOTERDAEME, P.; NUZA, S. E.; OGANDO,
R. L.; OLMSTEAD, M. D.; ORAVETZ, D. J.; OWEN, R.; PADMANABHAN, N.;
PALANQUE-DELABROUILLE, N.; PAN, K.; PAREJKO, J. K.; PARIHAR, P.;

PÂRIS, I.; PATTARAKIJWANICH, P.; PEPPER, J.; PERCIVAL, W. J.;
PÉREZ-FOURNON, I.; PÉREZ-RÀFOLS, I.; PETITJEAN, P.; PFORR, J.;
PIERI, M. M.; PINSONNEAULT, M. H.; MELLO, G. F. P. D.; PRADA, F.;
PRICE-WHELAN, A. M.; RADDICK, M. J.; REBOLO, R.; RICH, J.;
RICHARDS, G. T.; ROBIN, A. C.; ROCHA-PINTO, H. J.; ROCKOSI, C. M.;
ROE, N. A.; ROSS, A. J.; ROSS, N. P.; ROSSI, G.; RUBIÑO-MARTIN, J. A.;
SAMUSHIA, L.; ALMEIDA, J. S.; SÁNCHEZ, A. G.; SANTIAGO, B.; SAYRES,
C.; SCHLEGEL, D. J.; SCHLESINGER, K. J.; SCHMIDT, S. J.; SCHNEIDER,
D. P.; SCHULTHEIS, M.; SCHWOPE, A. D.; SCÓCCOLA, C. G.; SELJAK, U.;
SHELDON, E.; SHEN, Y.; SHU, Y.; SIMMERER, J.; SIMMONS, A. E.; SKIBBA,
R. A.; SKRUTSKIE, M. F.; SLOSAR, A.; SOBREIRA, F.; SOBECK, J. S.;
STASSUN, K. G.; STEELE, O.; STEINMETZ, M.; STRAUSS, M. A.;
STREBLYANSKA, A.; SUZUKI, N.; SWANSON, M. E.; TAL, T.; THAKAR,
A. R.; THOMAS, D.; THOMPSON, B. A.; TINKER, J. L.; TOJEIRO, R.;
TREMONTI, C. A.; MAGAÑA, M. V.; VERDE, L.; VIEL, M.; VIKAS, S. K.;
VOGT, N. P.; WAKE, D. A.; WANG, J.; WEAVER, B. A.; WEINBERG, D. H.;
WEINER, B. J.; WEST, A. A.; WHITE, M.; WILSON, J. C.; WISNIEWSKI,
J. P.; WOOD-VASEY, W. M.; YANNY, B.; YÈCHE, C.; YORK, D. G.;
ZAMORA, O.; ZASOWSKI, G.; ZEHAVI, I.; ZHAO, G. B.; ZHENG, Z.; ZHU, G.;
ZINN, J. C. The ninth data release of the sloan digital sky survey: first
spectroscopic data from the sdss-iii baryon oscillation spectroscopic survey.

Astrophysical Journal, Supplement Series, IOP Publishing, v. 203, n. 2,
p. 2012, 12 2012. ISSN 00670049. Disponível em:
<<https://iopscience.iop.org/article/10.1088/0067-0049/203/2/21>
<https://iopscience.iop.org/article/10.1088/0067-0049/203/2/21/meta>>. 36

ALMEIDA, C. R.; RICCI, C. Nuclear obscuration in active galactic nuclei.
Nature Astronomy, v. 1, n.10, p. 679–689, 2017. ISSN 23973366. 2, 8

ANTONUCCI, R. Unified models for active galactic nuclei and quasars. **Annual
Review of Astronomy and Astrophysics**, Annual Reviews Inc., v. 31, n. 1, p.
473–521, 1993. ISSN 00664146. Disponível em:
<<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1993ARA&A..31..473A/abstract>>. 7

ANTONUCCI, R.; MILLER, J. Spectropolarimetry and the nature of NGC 1068.
The Astrophysical Journal, v. 297, p. 621–632, 1985. 6, 7

BAÑADOS, E.; VENEMANS, B. P.; MORGANSON, E.; HODGE, J.; DECARLI,
R.; WALTER, F.; STERN, D.; SCHLAFLY, E.; FARINA, E. P.; GREINER, J.;

CHAMBERS, K. C.; FAN, X.; RIX, H.-W.; BURGETT, W. S.; DRAPER, P. W.; FLEWELLING, J.; KAISER, N.; METCALFE, N.; MORGAN, J. S.; TONRY, J. L.; WAINSCOAT, R. J. Constraining the radio-loud fraction of quasars at $z > 5.5$. **The Astrophysical Journal**, v. 804, 3 2015. 9

BARTH, A. J.; PANCOAST, A.; BENNERT, V. N.; BREWER, B. J.; CANALIZO, G.; FILIPPENKO, A. V.; GATES, E. L.; GREENE, J. E.; LI, W.; MALKAN, M. A.; SAND, D. J.; STERN, D.; TREU, T.; WOO, J.-H.; ASSEF, R. J.; BAE, H.-J.; BUEHLER, T.; CENKO, S. B.; CLUBB, K. I.; COOPER, M. C.; DIAMOND-STANIC, A. M.; HÖNIG, S. F.; JONER, M. D.; LANEY, C. D.; LAZAROVA, M. S.; NIERENBERG, A. M.; SILVERMAN, J. M.; TOLLERUD, E. J.; WALSH, J. L. The lick AGN monitoring project 2011: Fe II reverberation from the outer broad-line region. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 769, n. 2, p. 128, 2013. ISSN 0004-637X. 16, 74, 75

BARVAINIS, R. Hot dust and the near-infrared bump in the continuum spectra of quasars and active galactic nuclei. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 320, p. 537, 9 1987. ISSN 0004-637X. 46, 49

BARVAINIS, R.; LEHAR, J.; BIRKINSHAW, M.; FALCKE, H.; BLUNDELL, K. M. Radio Variability of Radio-quiet and Radio-loud Quasars. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 618, n. 1, p. 108–122, 1 2005. ISSN 0004-637X. 9

BERGERON, J.; KUNTH, D. Inferences from a study of Fe II emission in radio-loud and radio-quiet quasars. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 207, p. 263–286, 1984. 20

BERK, D. E. V.; RICHARDS, G. T.; BAUER, A.; STRAUSS, M. A.; SCHNEIDER, D. P.; HECKMAN, T. M.; YORK, D. G.; HALL, P. B.; FAN, X.; KNAPP, G. R.; ANDERSON, S. F.; ANNIS, J.; BAHCALL, N. A.; BERNARDI, M.; BRIGGS, J. W.; BRINKMANN, J.; BRUNNER, R.; BURLES, S.; CAREY, L.; CASTANDER, F. J.; CONNOLLY, A. J.; CROCKER, J. H.; CSABAI, I.; DOI, M.; FINKBEINER, D.; FRIEDMAN, S.; FRIEMAN, J. A.; FUKUGITA, M.; GUNN, J. E.; HENNESSY, G. S.; IVEZIĆ, ; KENT, S.; KUNSZT, P. Z.; LAMB, D. Q.; LEGER, R. F.; LONG, D. C.; LOVEDAY, J.; LUPTON, R. H.; MEIKSIN, A.; MERELLI, A.; MUNN, J. A.; NEWBERG, H. J.; NEWCOMB, M.; NICHOL, R. C.; OWEN, R.; PIER, J. R.; POPE, A.; ROCKOSI, C. M.; SCHLEGEL, D. J.; SIEGMUND, W. A.; SMEE, S.; SNIR, Y.; STOUGHTON, C.; STUBBS, C.; SUBBARAO, M.; SZALAY, A. S.; SZOKOLY, G. P.; TREMONTI, C.;

UOMOTO, A.; WADDELL, P.; YANNY, B.; ZHENG, W. Composite quasar spectra from the sloan digital sky survey. **The Astronomical Journal**, IOP Publishing, v. 122, n. 2, p. 549–564, 8 2001. 5

BERTON, M.; BJÖRKLUND, I.; LÄHTEENMÄKI, A.; CONGIU, E.; JÄRVELÄ, E.; TERRERAN, G.; MURA, G. L. Line shapes in narrow-line seyfert 1 galaxies: a tracer of physical properties? **Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso**, Astronomical Institute, Slovak Academy of Sciences, v. 50, n. 1, p. 270–292, 2020. ISSN 13360337. 11

BESSELL, M. S. UBVRI passbands. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, IOP Publishing, v. 102, n. 656, p. 1181, 10 1990. ISSN 0004-6280. Disponível em:

<<https://iopscience.iop.org/article/10.1086/132749><https://iopscience.iop.org/article/10.1086/132749/meta>>. 41

BIANCHI, S.; ANTONUCCI, R.; CAPETTI, A. HST unveils a compact mildly relativistic broad-line region in the candidate true type 2 NGC 3147. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v.488, 2019. 4

BOROSON, T.; GREEN, R. The emission-line properties of low-redshift quasi-stellar objects. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 80, p. 109–135, 1992. 15, 19, 36, 50, 85, 86

BRUHWEILER, F.; VERNER, E. Modeling Fe ii emission and revised Fe ii (UV) empirical templates for the seyfert 1 galaxy I Zw 1. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 675, n. 1, p. 83–95, 3 2008. ISSN 0004-637X. 14, 16

CAPETTI, A.; AXON, D.; MACCHETTO, F. Radio outflows and the origin of the narrow-line region in seyfert galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 469, p. 554, 1996. 5

CHAPMAN, A. An occupation for an independent gentleman: astronomy in the life of John Herschel. **Vistas in Astronomy**, v. 36, p. 71–116, 1993. ISSN 00836656. 1

CLAVEL, J.; WAMSTEKER, W.; GLASS, I. S. Hot dust on the outskirts of the broad-line region in Fairall 9. **Astrophysical Journal**, v. 337, p. 236–250, 1989. 66

- COLLIN, S. Quasars and galactic nuclei, a half-century agitated story. In: **AIP Conference Proceedings**. [S.l.]: AIP, 2006. v. 861, n. 1, p. 587–595. ISBN 9780735403598. 2
- CRACCO, V.; CIROI, S.; BERTON, M.; MILLE, F. D.; FOSCHINI, L.; MURA, G. L.; RAFANELLI, P. A spectroscopic analysis of a sample of narrow-line Seyfert 1 galaxies selected from the Sloan Digital Sky Survey. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 462, n. 2, p. 1256–1280, 2016. 11
- CRENSHAW, D. M.; TURNER, T. J.; KRAEMER, S. B.; TURNER, T. J.; COLLIER, S.; PETERSON, B. M.; BRANDT, W. N.; CLAVEL, J.; GEORGE, I. M.; HORNE, K.; KRISS, G. A.; MATHUR, S.; NETZER, H.; POGGE, R. W.; POUNDS, K. A.; ROMANO, P.; SHEMMER, O.; WAMSTEKER, W. Active galaxy nuclei view project reddening, emission-Line, and intrinsic absorption properties in the Narrow-Line Seyfert 1 galaxy Akn 564 1. **The Astrophysical Journal**, American Astronomical Society, v. 566, n. 1, p. 187–194, 2 2008. Disponível em: <<https://www.researchgate.net/publication/231066796>>. 35
- CUTRI, R. M.; AL., e. VizieR Online Data Catalog: WISE All-Sky data release. **VizieR on-line data Catalog: II/311.**, p. II/311, 4 2012. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2012yCat.2311...0C/abstract>>. 46
- CZERNY, B. Modelling broad emission lines in active galactic nuclei. **Open Astronomy**, v. 28, n. 1, p. 200–212, 1 2019. 4, 8, 11, 13, 14
- CZERNY, B.; HRYNIEWICZ, K. The origin of the broad line region in active galactic nuclei. **Astronomy & Astrophysics**, v. 525, p. 8, 10 2011. 13
- CZERNY, B.; MODZELEWSKA, J.; PETROGALLI, F.; PYCH, W.; ADHIKARI, T. P.; ZYCKI, P. T.; HRYNIEWICZ, K.; KRUPA, M.; KURCZ, A.; NIKOLAJUK, M. The dust origin of the Broad Line Region and the model consequences for AGN unification scheme. **Advances in Space Research**, Elsevier Ltd, v. 55, n. 7, p. 1806–1815, 9 2014. 89
- CZERNY, B.; WANG, J.; DU, P.; HRYNIEWICZ K.; KARAS, V. L. L. R. P. S.; SNIEGOWSKA, M.; WILDY, C.; YUAN, Y. F. Interpretation of departure from the broad-line region scaling in active galactic nuclei. **The Astrophysical Journal**, v. 870, p. 84, 2019. 13
- DIETRICH, M.; CRENSHAW, D. M.; KRAEMER, S. B. Probing the ionizing continuum of Narrow-Line Seyfert 1 galaxies. I. observational results. **The**

Astrophysical Journal, IOP Publishing, v. 623, n. 2, p. 700–720, 4 2005. ISSN 0004-637X. Disponível em:

<<https://iopscience.iop.org/article/10.1086/429121><https://iopscience.iop.org/article/10.1086/429121/meta>>. 60, 69

DIPOMPEO, M.; HICKOX, R.; CARROLL, C. The profiles of infrared-selected active galactic nuclei: more powerful outflows in the obscured population. **The Astrophysical Journal**, 2018. 6

DORS, O. L.; CARDACI, M. V.; HÄGELE, G. F.; KRABBE, C. Metallicity evolution of AGNs from UV emission lines based on a new index. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford University Press, v. 443, n. 2, p. 1291–1300, 9 2014. ISSN 1365-2966. Disponível em:

<<http://academic.oup.com/mnras/article/443/2/1291/1064609/Metallicity-evolution-of-AGNs-from-UV-emission>>. 5

DULTZIN-HACYAN, D.; MARZIANI, P.; SULENTIC, J. W. **The broad line region in active galactic nuclei**. [S.l.: s.n.], 1999. v. 9, 308–315 p. 12

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**, IOP Publishing, v. 110, n. 749, p. 761–778, 7 1998. ISSN 0004-6280. 14, 78

GARCIA-RISSMANN, A.; RODRÍGUEZ-ARDILA, A.; SIGUT, T. A. A.; PRADHAN, A. K. A Near-infrared template derived from I Zw 1 for the FeII emission in active galaxies. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 751, n. 1, p. 7, 2012. ISSN 0004-637X. Disponível em:

<<https://iopscience.iop.org/article/10.1088/0004-637X/751/1/7><https://iopscience.iop.org/article/10.1088/0004-637X/751/1/7/meta>>. 53, 55, 86

GOODRICH, R. W. Spectropolarimetry of 'narrow-line' Seyfert 1 galaxies. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 342, p. 224, 7 1989. ISSN 0004-637X. 10, 11

HARRISON, C. M.; COSTA, T.; TADHUNTER, C. N.; FLÜTSCH, A.; KAKKAD, D.; PERNA, M.; VIETRI, G. AGN outflows and feedback twenty years on. **Nature Astronomy**, v. 2, p. 198–205, 2018. 3

HICKOX, R. C.; ALEXANDER, D. M. Obscured active galactic nuclei. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, Annual Reviews, v. 56, n. 1, p. 625–671, 9 2018. ISSN 0066-4146. 4, 5, 6, 7, 8, 10

HO, L. C. LINERs as low-luminosity active galactic nuclei. **Advances in Space Research**, Elsevier Ltd, v. 23, n. 5-6, p. 813–822, 7 1998. 7

_____. Nuclear activity in nearby galaxies. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 46, p. 475–539, 2008. 7, 10

HO, L. C.; PENG, C. Y. Nuclear luminosities and radio loudness of Seyfert nuclei. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 555, n. 2, p. 650–662, 7 2001. ISSN 0004-637X. 10

HOOPER, E.; IMPEY, C.; FOLTZ, C.; HEWETT, P. Radio properties of optically selected quasars. **The Astrophysical Journal**, v. 445, p. 62–79, 1995. 9

HU, C.; BIAN, W.; XUE, S.; HO, L.; ZHANG, H.; CHEN, Y. A systematic analysis of Fe II emission in quasars: evidence for inflow to the central black hole. **The Astrophysical Journal**, v. 687, p. 78, 2008. 15, 74

HU, C.; DU, P.; LU, K. X.; LI, Y. R.; WANG, F.; QIU, J.; BAI, J. M.; KASPI, S.; HO, L. C.; NETZER, H.; WANG, J. M. Supermassive black holes with high accretion rates in Active Galactic Nuclei. III. Detection of Fe II reverberation in nine Narrow-Line Seyfert 1 galaxies. **Astrophysical Journal**, Institute of Physics Publishing, v. 804, n. 2, 5 2015. ISSN 15384357. 75

HUBBLE, E. The distribution of extra-galactic nebulae. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 79, p. 8, 1 1934. ISSN 0004-637X. 1

JOLY, M. Formation of low ionization lines in active galactic nuclei. **Astronomy & Astrophysics**, v. 184, p. 33–42, 1987. ISSN 0004-6361. Disponível em: <<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1987A&A...184...33J/abstract>>. 78, 81

_____. Relationship between Fe II and radio emission in active galactic nuclei. **Astronomy and Astrophysics**, Vol. 242, p. 49, 1991. 25, 50

_____. An unsolved problem in the spectrum of quasars: the FeII emission lines. **Annales de Physique**, p. 241–267, 1993. 15

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**, IOP Publishing, v. 533, n. 2, p. 631–649, 4 2000. ISSN 0004-637X. 12, 13, 74

KOLLATSCHNY, W.; ZETZL, M. The shape of broad-line profiles in AGN. **Astronomy & Astrophysics**, v. 549, p. 100, 11 2012. 13

KOMOSSA, S. Narrow-Line Seyfert 1 galaxies. **Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica: Serie de Conferencias**, v. 32, p. 86–92, 10 2007. 10, 11

KORATKAR, A.; BLAES, O. The ultraviolet and optical continuum emission in active galactic nuclei: the status of accretion disks. **Publications of the Astronomical Society**, v. 111, p. 755, 1999. 2

KORMENDY, J.; HO, L. C. Coevolution (Or Not) of supermassive black holes and host galaxies. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, Annual Reviews, v. 51, n. 1, p. 511–653, 8 2013. ISSN 0066-4146. Disponível em: <<http://www.annualreviews.org/doi/10.1146/annurev-astro-082708-101811>>. 2

KOVAČEVIĆ, J.; POPOVIĆ, L. ; DIMITRIJEVIĆ, M. S. Analysis of optical Fe II emission in a sample of active galactic nucleus spectra. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, IOP Publishing, v. 189, n. 1, p. 15, 2010. ISSN 0067-0049. 22, 74

KUEHN, C. A.; BALDWIN, J. A.; PETERSON, B. M.; KORISTA, K. T. On the size of the Fe ii –emitting region in the AGN Arakelian 120. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 673, n. 1, p. 69–77, 1 2008. ISSN 0004-637X. 74, 75

LAKICEVIC, M.; POPOVIC, L. Kinematic differences between NLS1 and BLAGN sources. **REVISITING NARROW-LINE SEYFERT 1 GALAXIES AND THEIR PLACE IN THE UNIVERSEE, 2018. Proceedings... 2018.**, 2018. 11

LANDT, H.; BENTZ, M. C.; PETERSON, B. M.; ELVIS, M.; WARD, M. J.; KORISTA, K. T.; KAROVSKA, M. The near-infrared radius-luminosity relationship for active galactic nuclei. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters**, Oxford Academic, v. 413, n. 1, p. L106–L109, 5 2011. ISSN 17453933. Disponível em: <<https://academic.oup.com/mnrasl/article-lookup/doi/10.1111/j.1745-3933.2011.01047.x>>. 49, 59, 60, 63, 67, 69, 91

LAOR, A. On the nature of low-luminosity narrow-line active galactic nuclei. **The Astrophysical Journal**, American Astronomical Society, v. 590, n. 1, p. 86–94, 6 2003. ISSN 0004-637X. [74](#)

LAWRENCE, A.; SAUNDERS, W. Extreme Fe II emission from an IRAS quasar. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 235, p. 261–268, 1988. [20](#)

MARCO, O.; ALLOIN, D. Hot dust in the active nucleus of NGC 7469 probed by adaptive optics observations. **Astronomy and Astrophysics**, v. 336, n. 3, p. 823–828, 1998. [66](#)

MARINELLO, M.; RODRÍGUEZ-ARDILA, A.; GARCIA-RISSMANN, A.; SIGUT, T. A. A.; PRADHAN, A. K. The FeII emission in active galactic nuclei: excitation mechanisms and location of the emitting region. **The Astrophysical Journal**, v. 820, n. 2, p. 116, 4 2016. ISSN 1538-4357. [14](#), [15](#), [16](#), [17](#), [22](#), [25](#), [27](#), [38](#), [39](#), [53](#), [55](#), [67](#), [73](#), [74](#), [76](#), [77](#), [78](#), [80](#), [81](#), [83](#), [86](#)

MARINELLO, M.; RODRÍGUEZ-ARDILA, A.; MARZIANI, P.; SIGUT, A.; PRADHA, A. Panchromatic properties of the extreme FeII emitter PHL 1092. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, 2020. [11](#), [15](#), [16](#), [17](#), [18](#), [67](#), [78](#), [81](#)

MARTÍNEZ-ALDAMA, M. L.; DULTZIN, D.; MARZIANI, P.; SULENTIC, J. W.; BRESSAN, A.; CHEN, Y.; STIRPE, G. M. OI and CaII observations in intermediate redshift quasars. **Astrophysical Journal, Supplement Series**, Institute of Physics Publishing, v. 217, n. 1, p. 3, 3 2015. ISSN 00670049. [16](#), [17](#), [22](#), [73](#), [77](#), [78](#), [80](#), [87](#), [88](#)

MARZIANI, P.; BON, E.; BON, N.; NEGRETE, C. A.; STIRPE, G. M. Quasars : from the Physics of Line Formation to Cosmology. **Atoms**, v. 7, p. 18, 2019. [9](#)

MARZIANI, P.; DULTZIN, D.; SULENTIC, J. W.; OLMO, A. D.; NEGRETE, C. A.; MARTÍNEZ-ALDAMA, M. L.; D'ONOFRIO, M.; BON, E.; BON, N.; STIRPE, G. M. **A main sequence for Quasars**. [S.l.]: Frontiers Media S.A., 3 2018. [19](#), [85](#)

MARZIANI, P.; SULENTIC, J. Highly accreting quasars: sample definition and possible cosmological implications. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 442, p. 1211–1229, 2014. [11](#), [19](#), [20](#), [86](#)

MARZIANI, P.; SULENTIC, J. W.; ZWITTER, T.; DULTZIN-HACYAN, D.; CALVANI, M. Searching for the physical drivers of the Eigenvector 1 correlation space. **The Astrophysical Journal**, American Astronomical Society, v. 558, n. 2, p. 553–560, 9 2001. ISSN 0004-637X. Disponível em:

<<https://iopscience.iop.org/article/10.1086/322286><https://iopscience.iop.org/article/10.1086/322286/meta>>. 81, 85, 86

MATHUR, S. **New insights into the narrow-line Seyfert 1 phenomenon**. [S.l.]: Elsevier, 9 2000. 469–475 p. 11

MATHUR, S.; KURASZKIEWICZ, J.; CZERNY, B. Evolution of active galaxies: black-hole mass-bulge relations for narrow line objects. **New Astronomy**, Elsevier, v. 6, n. 5, p. 321–329, 8 2001. ISSN 13841076. 11

MATSUOKA, Y.; KAWARA, K.; OYABU, S. Low-Ionization Emission Regions in Quasars: Gas Properties Probed with Broad O i and Ca ii Lines. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 673, n. 1, p. 62–68, 1 2008. ISSN 0004-637X. 16, 17, 77

MCLURE, R. J.; DUNLOP, J. S. The black hole masses of Seyfert galaxies and quasars. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford Academic, v. 327, n. 1, p. 199–207, 10 2001. 10

MOR, R.; NETZER, H. Hot graphite dust and the infrared spectral energy distribution of active galactic nuclei. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, 2012. ISSN 00358711. 64

MOR, R.; TRAKHTENBROT, B. HOT-dust clouds with pure-graphite composition around type-I active galactic nuclei. **Astrophysical Journal Letters**, IOP Publishing, v. 737, n. 2, p. 36, 8 2011. ISSN 20418205. Disponível em: <<http://wise2.ipac.caltech.edu/>>. 64

MORAN, E.; HALPERN, J.; HELFAND, D. J. Classification of IRAS-selected X-ray galaxies in the ROSAT all-sky survey. **Astrophysical Journal Supplement**, v. 106, p. 341, 1996. 11

NAKAMURA, K.; OSAKI, Y. Self-consistent accretion disk-coronal model for active galactic nuclei. **Astronomical Society of Japan**, v. 45, p. 775–787, 1993.

2

- NEGRETE, C.; DULTZIN, D.; MARZIANI, P.; ESPARZA, D. Highly accreting quasars: the SDSS low-redshift catalog. **Astronomy & Astrophysics**, v. 620, p. A118, 2018. 11, 50
- NEGRETE, C. A.; DULTZIN, D.; MARZIANI, P.; SULENTIC, J. W. Broad-line region physical conditions in extreme population A Quasars: a method to estimate central black hole mass at high redshift. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 757, n. 1, p. 62, 2012. ISSN 0004-637X. 16, 17
- NESVADBA, N. P. H.; BREUCK, C. D.; LEHNERT, M. D.; BEST, P. N.; BINETTE, L.; PROGA, D. The black holes of radio galaxies during the "Quasar Era": masses, accretion rates, and evolutionary stage. **Astronomy and Astrophysics**, v. 525, p. 11, 11 2010. 7
- NETZER, H. **The physics and evolution of active galactic nuclei**. [S.l.]: Cambridge University Press, 2011. 1–361 p. ISBN 9781139109291. 4
- _____. The physics and evolution of active galactic nuclei. 2013. Disponível em: <https://books.google.com/books?hl=pt-BR&lr=&id=OYkgAwAAQBAJ&oi=fnd&pg=PR13&ots=tGM5_fM1m2&sig=MhDqn9lDmBF442YQaUWfNg_3Wq0>. 3
- _____. Revisiting the unified model of active galactic nuclei. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, Annual Reviews, v. 53, n. 1, p. 365–408, 5 2015. 2, 3, 5, 7, 8
- NETZER, H.; LAOR, A. Dust in the narrow-line region of active galactic nuclei. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 404, p. L51, 2 1993. ISSN 0004-637X. 14
- NEVVILLE, M.; INGARGIOLA, A.; STENSITZKI, T.; ALLEN, D. B. LMFIT: Non-linear least-square minimization and curve-fitting for Python. **Zenodo**, p. –, 2014. 45
- OIO, G. A.; VEGA, L. R.; SCHMIDT, E. O.; FERREIRO, D. Characterisation of the continuum and kinematical properties of nearby NLS1. **Astronomy & Astrophysics**, v. 629, p. A50, 2019. ISSN 0004-6361. 10
- OSTERBROCK, D. E.; POGGE, R. W. The spectra of narrow-line Seyfert 1 galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 297, p. 166–176, 1985. 10, 11
- PANDA, S.; CZERNY, B.; ADHIKARI, T. P.; HRYNIEWICZ, K.; WILDY, C.; KURASZKIEWICZ, J.; ŚNIEGOWSKA, M. Modeling of the Quasar main

sequence in the optical plane. **The Astrophysical Journal**, v. 866, p. 115, 2018. 12, 20, 85

PANDA, S.; CZERNY, B.; WILDY, C. The Physical Driver of the Optical Eigenvector 1 in Quasar Main Sequence. **Frontiers in Astronomy and Space Sciences**, Frontiers Media S.A., v. 4, 11 2017. ISSN 2296987X. 85

PANDA, S.; MAŁEK, K.; ŚNIEGOWSKA, M.; CZERNY, B. Strong FeII emission in NLS1s: An unsolved mystery. In: **PAN MODEL: CHALLENGES IN PANCHROMATIC GALAXY MODELLING WITH NEXT GENERATION FACILITIES**. [S.l.: s.n.], 2018. 11

PANDA, S.; MARTÍNEZ-ALDAMA, M. L.; MARINELLO, M.; CZERNY, B.; MARZIANI, P.; DULTZIN, D. Optical Fe II and Near-Infrared Ca II triplet emission in active galaxies: (I) photoionization modelling. 4 2020. Disponível em: <<http://arxiv.org/abs/2004.05201>>. 78, 80

PANDA, S.; MARZIANI, P.; CZERNY, B. The quasar main sequence explained by the combination of Eddington ratio, metallicity, and orientation. **The Astrophysical Journal**, American Astronomical Society, v. 882, n. 2, p. 79, 9 2019. ISSN 1538-4357. 9, 20

PENSTON, M. V. The 'L /Fe II problem' - solved by fluorescence? **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford University Press (OUP), v. 229, n. 1, p. 1P–5P, 11 1987. ISSN 0035-8711. Disponível em: <<https://academic.oup.com/mnras/article/229/1/1P/959216>>. 80

PERSSON, S. Calcium infrared triplet emission in active galactic nuclei. **The Astrophysical Journal**, v. 330, p. 751–765, 7 1988. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/full/1988ApJ...330..751P>>. 78, 83

PETERSON, B. M. **An Introduction to active galactic nuclei**. [S.l.]: Cambridge University Press, 1997. 2, 3, 7, 9

_____. The broad-Line region in active galactic nuclei. **Lecture Notes in Physics**, Springer, Berlin, Heidelberg, v. 693, p. 77–100, 2006. 12, 13

POPOVIĆ, L. ; KOVAČEVIĆ, J. Optical emission-line properties of a sample of the broad-line active galactic nuclei: the Baldwin effect and Eigenvector 1. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 738, n. 1, p. 68, 2011. ISSN 0004-637X. 22

- RAKSHIT, S.; STALIN, C.; CHAND, H.; ZHANG, X. A catalog of Narrow Line Seyfert 1 galaxies from the sloan digital sky Survey data release 12. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 124, p. 3042, 2017. [20](#), [22](#)
- RIFFEL, R.; PASTORIZA, M. G.; RODRÍGUEZ-ARDILA, A.; BONATTO, C. Probing the near-infrared stellar population of Seyfert galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford Academic, v. 400, n. 1, p. 273–290, 11 2009. [49](#), [59](#), [66](#)
- RIFFEL, R.; RODRÍGUEZ-ARDILA, A.; PASTORIZA, M. G. A 0.8-2.4 μm spectral atlas of active galactic nuclei. **Astronomy and Astrophysics**, v. 457, n. 1, p. 61–70, 2006. ISSN 00046361. [22](#), [25](#), [26](#), [27](#), [45](#), [59](#), [67](#), [86](#)
- RIFFEL, R. A.; STORCHI-BERGMANN, T.; WINGE, C. **Feeding versus feedback in AGNs from Near-infrared IFU observations: the case of Mrk 79**. [S.l.: s.n.], 2011. v. 000, n. 3, 1–14 p. [22](#)
- RIFFEL, R. A.; STORCHI-BERGMANN, T.; WINGE, C.; MCGREGOR, P. J.; BECK, T.; SCHMITT, H. Mapping of molecular gas inflow towards the Seyfert nucleus of NGC 4051 using Gemini NIFS. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford Academic, v. 385, n. 3, p. 1129–1142, 4 2008. ISSN 00358711. Disponível em: <<https://academic.oup.com/mnras/article-lookup/doi/10.1111/j.1365-2966.2008.12936.x>>. [22](#)
- RODRÍGUEZ-ARDILA, A.; CONTINI, M.; VIEGAS, S. M. The continuum and narrow-line region of the narrow-line Seyfert 1 galaxy Mrk 766. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford Academic, v. 357, n. 1, p. 220–234, 2 2005. ISSN 00358711. [49](#), [66](#)
- RODRÍGUEZ-ARDILA, A.; FONSECA-FARIA, M. A. **A 700-pc extended coronal gas emission in the Circinus galaxy**. arXiv, 5 2020. L9 p. Disponível em: <<https://iopscience.iop.org/article/10.3847/2041-8213/ab901bhttps://iopscience.iop.org/article/10.3847/2041-8213/ab901b/meta>>. [8](#)
- RODRÍGUEZ-ARDILA, A.; MAZZALAY, X. The near-infrared spectrum of Mrk 1239: Direct evidence of the dusty torus? **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters**, v. 367, n. 1, p. 1–5, 2006. ISSN 17453933. [22](#), [35](#), [49](#), [59](#), [60](#), [63](#), [66](#)
- RODRIGUEZ-ARDILA, A.; PASTORIZA, M. G.; DONZELLI, C. J. Visible and Near-infrared spectroscopy of Seyfert 1 and Narrow-Line Seyfert 1 galaxies. **The**

Astrophysical Journal Supplement Series, IOP Publishing, v. 126, n. 1, p. 63–78, 1 2000. ISSN 0067-0049. 35, 67

RODRIGUEZ-ARDILA, A.; VIEGAS, S. M.; PASTORIZA, M. G.; PRATO, L. Infrared Fe ii emission in Narrow-Line Seyfert 1 galaxies. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 565, n. 1, p. 140–154, 1 2002. ISSN 0004-637X. 15, 16, 17, 18, 26, 53, 59, 73, 74, 77, 78, 80, 82

RUDY, R. J.; MAZUK, S.; PUETTER, R. C.; HAMANN, F. The 1 micron FeII lines of the Seyfert galaxy I Zw 1. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 539, n. 1, p. 166–171, 8 2000. ISSN 0004-637X. Disponível em: <<https://iopscience.iop.org/article/10.1086/309222><https://iopscience.iop.org/article/10.1086/309222/meta>>. 53

SALPETER, E. E. Accretion of Interstellar Matter by Massive Objects. **The Astrophysical Journal**, 1964. 2

_____. Formation and destruction of dust grains. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, Annual Reviews, v. 15, n. 1, p. 267–293, 9 1977. ISSN 0066-4146. 46, 49

SANTOS-LLEO, M.; CHATZICHRISTOU, E.; OLIVEIRA, C. M. de; WINGE, C.; ALLOIN, D.; PETERSON, B. M.; RODRIGUEZ-PASCUAL, P. M.; STIRPE, G. M.; BEERS, T.; BRAGAGLIA, A.; CLAESKENS, J.; FEDERSPIEL, M.; GIANNUZZO, E.; GREGORIO-HETEM, J.; MATHYS, G.; SALAMANCA, I.; STEIN, P.; STENHOLM, B.; WILHELM, R.; ZANIN, C.; ALBRECHT, P.; CALDERON, J.; CARETTA, C. A.; CARRANZA, G.; COSTA, R. D. D. da; DIAZ, R.; DIETRICH, M.; DOTTORI, H.; ELIZALDE, F.; GOLDES, G.; GHOSH, K. K.; MAIA, M. A. G.; PAOLANTONIO, S.; FILHO, I. R. de O.; RODRIGUEZ-ARDILA, A.; SCHMITT, H. R.; SOUNDARARAJAPERUMAL, S.; SOUZA, R. E. de; WILLMER, C. N. A.; ZHENG, W. Steps toward determination of the size and structure of the broad-line region in active galactic nuclei. X. Variability of Fairall 9 from optical data. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, American Astronomical Society, v. 112, n. 2, p. 271–283, 10 1997. ISSN 0067-0049. 35

SCHMIDT, M. 3C 273: A star-like object with large red-shift. **Nature**, Nature Publishing Group, v. 197, n. 4872, p. 1040, 1963. ISSN 00280836. 2, 9

SEYFERT, C. K. Nuclear emission in spiral nebulae. **The Astrophysical Journal**, vol. 97, p. p.28, 1943. 1

SHAPLEY, H.; CURTIS, H. D. The scale of the Universe. **BuNRC**, v. 2, n. 11, p. 171–217, 1921. 1

SHAPOVALOVA, A. I.; POPOVIĆ, L. ; BURENKOV, A. N.; CHAVUSHYAN, V. H.; ILIĆ, D.; KOVAČEVIĆ, A.; KOLLATSCHNY, W.; KOVAČEVIĆ, J.; BOCHKAREV, N. G.; VALDES, J. R.; TORREALBA, J.; LEÓN-TAVARES, J.; MERCADO, A.; BENÍTEZ, E.; CARRASCO, L.; DULTZIN, D.; FUENTE, E. d. l. Spectral optical monitoring of the Narrow Line Seyfert 1 galaxy Ark 564. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, IOP Publishing, v. 202, n. 1, p. 10, 2012. ISSN 0067-0049. 12

SHEN, Y.; BRANDT, W. N.; DAWSON, K. S.; HALL, P. B.; MCGREER, I. D.; ANDERSON, S. F.; CHEN, Y.; DENNEY, K. D.; EFTEKHARZADEH, S.; FAN, X.; GAO, Y.; GREEN, P. J.; GREENE, J. E.; HO, L. C.; HORNE, K.; JIANG, L.; KELLY, B. C.; KINEMUCHI, K.; KOCHANNEK, C. S.; ARIS, I. P. ; PETERS, C. M.; PETERSON, B. M.; PETITJEAN, P.; PONDER, K.; RICHARDS, G. T.; SCHNEIDER, D. P.; SETH, A.; SMITH, R. N.; STRAUSS, M. A.; TAO, C.; TRUMP, J. R.; WOOD-VASEY, W. M.; ZU, Y.; EISENSTEIN, D. J.; PAN, K.; BIZYAEV, D.; MALANUSHENKO, V.; MALANUSHENKO, E.; ORAVETZ, D. The sloan digital sky survey reverberation mapping project: Technical overview. **January The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 216, p. 4–25, 2014. 16, 85

SHEN, Y.; HO, L. C. The diversity of quasars unified by accretion and orientation. **Nature**, Nature Publishing Group, v. 513, n. 7517, p. 210–213, 9 2014. 11, 15, 20, 21, 50, 81, 88

SHEN, Y.; RICHARDS, G. T.; STRAUSS, M. A.; HALL, P. B.; SCHNEIDER, D. P.; SNEDDEN, S.; BIZYAEV, D.; BREWINGTON, H.; MALANUSHENKO, V.; MALANUSHENKO, E.; ORAVETZ, D.; PAN, K.; SIMMONS, A. A catalog of Quasar properties from SDSS DR7. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 194, n. 2, p. 45, 6 2010. Disponível em: <<http://arxiv.org/abs/1006.5178><http://dx.doi.org/10.1088/0067-0049/194/2/45>>. 81

_____. _____. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, IOP Publishing, v. 194, n. 2, p. 45, 2011. ISSN 0067-0049. 22, 81

SIGUT, T. A. A.; PRADHAN, A. K. Ly α fluorescent excitation of Fe II in active galactic nuclei. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 499, n. 2, p. L139–L142, 6 1998. ISSN 0004637X. 15, 53, 73, 80, 82

_____. _____. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 499, n. 2, p. L139–L142, 1998. ISSN 0004637X. 54, 80

_____. Predicted Fe ii emission-line strengths from active galactic nuclei. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, IOP Publishing, v. 145, n. 1, p. 15–37, 3 2003. ISSN 0067-0049. 12, 14, 53, 82

SIGUT, T. A. A.; PRADHAN, A. K.; NAHAR, S. N. Theoretical Fe i – iii emission-line strengths from active galactic nuclei with broad-line regions. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 611, n. 1, p. 81–92, 8 2004. ISSN 0004-637X. Disponível em: <<http://physics.nist.gov/PhysRef>>. 53

ŚNIEGOWSKA, M.; CZERNY, B.; YOU, B.; PANDA, S. Properties of active galaxies at the extreme of Eigenvector 1. **Astronomy and Astrophysics**, v. 613, n. A&A, p. 12, 2018. 20, 85

STURM, E.; DEXTER, J.; PFUHL, O.; STOCK, M. R.; DAVIES, R. I.; LUTZ, D.; CLÉNET, Y.; ECKART, A.; EISENHAEUER, F.; GENZEL, R.; GRATADOUR, D.; HÖNIG, S. F.; KISHIMOTO, M.; LACOUR, S.; MILLOUR, F.; NETZER, H.; PERRIN, G.; PETERSON, B. M.; PETRUCCI, P. O.; ROUAN, D.; WAISBERG, I.; WOILLEZ, J.; AMORIM, A.; BRANDNER, W.; SCHREIBER, N. M. F.; GARCIA, P. J. V.; GILLESSEN, S.; OTT, T.; PAUMARD, T.; PERRAUT, K.; SCHEITHAEUER, S.; STRAUBMEIER, C.; TACCONI, L. J.; WIDMANN, F. Spatially resolved rotation of the broad-line region of a quasar at sub-parsec scale. **Nature**, Nature Publishing Group, v. 563, n. 7733, p. 657–660, 11 2018. 14

SULENTIC, J.; MARZIANI, P.; ZAMFIR, S. The case for two quasar populations. **Baltic Astronomy**, v. 20, p. 427–434, 2011. 9, 19

SULENTIC, J. W.; MARZIANI, P. **Quasars in the 4D eigenvector 1 context: a stroll down memory lane**. [S.l.]: Frontiers Media S.A., 10 2015. 6 p. 12, 15, 19, 20, 85

SULENTIC, J. W.; MARZIANI, P.; DULTZIN-HACYAN, D. Phenomenology of broad emission lines in active galactic nuclei. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, Annual Reviews, v. 38, n. 1, p. 521–571, 9 2000. 19, 85

VÉRON-CETTY, M.-P.; JOLY, M.; VÉRON, P. The unusual emission line spectrum of IZw1. **Astronomy & Astrophysics**, EDP Sciences, v. 417, n. 2, p. 515–525, 4 2004. ISSN 0004-6361. Disponível em: <<http://www.aanda.org/10.1051/0004-6361:20035714>>. 82, 86

VESTERGAARD, M.; PETERSON, B. M. Determining central black hole masses in distant active galaxies and Quasars. II. Improved optical and UV scaling relationships. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 641, n. 2, p. 689–709, 4 2006. ISSN 0004-637X. [13](#)

WEEDMA, D. W. Seyfert galaxies. **Annual review of astronomy and astrophysics**, v. 15, p. 69–95, 1977. [10](#)

WILLS, B.; NETZER, H.; WILLS, D. Broad emission features in QSOs and active galactic nuclei. II-New observations and theory of Fe II and HI emission. **The Astrophysical Journal**, v. 288, p. 94–116, 1985. [14](#), [15](#), [73](#), [80](#)

YUAN, W.; ZHOU, H. Y.; KOMOSSA, S.; DONG, X. B.; WANG, T. G.; LU, H. L.; BAI, J. M. A population of radio-loud narrow-line Seyfert 1 galaxies with blazar-like properties? **Astrophysical Journal**, v. 685, n. 2, p. 801–827, 2008. ISSN 1538-4357. [10](#)

ZEL'DOVICH, Y. B.; NOVIKOV, I. D. Relativistic astrophysics. **Soviet Physics Uspekhi**, IOP Publishing, v. 7, n. 6, p. 763–788, 6 1965. ISSN 0038-5670. [2](#)

APÊNDICE A - FLUXOGRAMAS DOS CÓDIGOS UTILIZADOS NO TRABALHO

As ferramentas desenvolvidos neste trabalho de mestrado, foram códigos escritos especialmente para a execução da pesquisa. Foram utilizadas duas linguagens de programação, em quase todos o *Python* e em apenas um código, o C++. Além disso foi utilizada a linguagem via terminal *Shell Script*, em todos os processos, de maneira intercalada aos códigos. Abaixo se encontram os fluxogramas da lógica de cada ferramenta desenvolvida, para cada etapa.

A.1 Código para calibração dos espectros óptico + NIR

A.2 Código para o ajuste do contínuo

A.3 Ajuste do *template* de Fe II no óptico

A.4 Código para construção e ajuste do *template* de Fe II no NIR

Figura A.1 - Esquemática do código para a calibração dos espectros óptico + NIR.

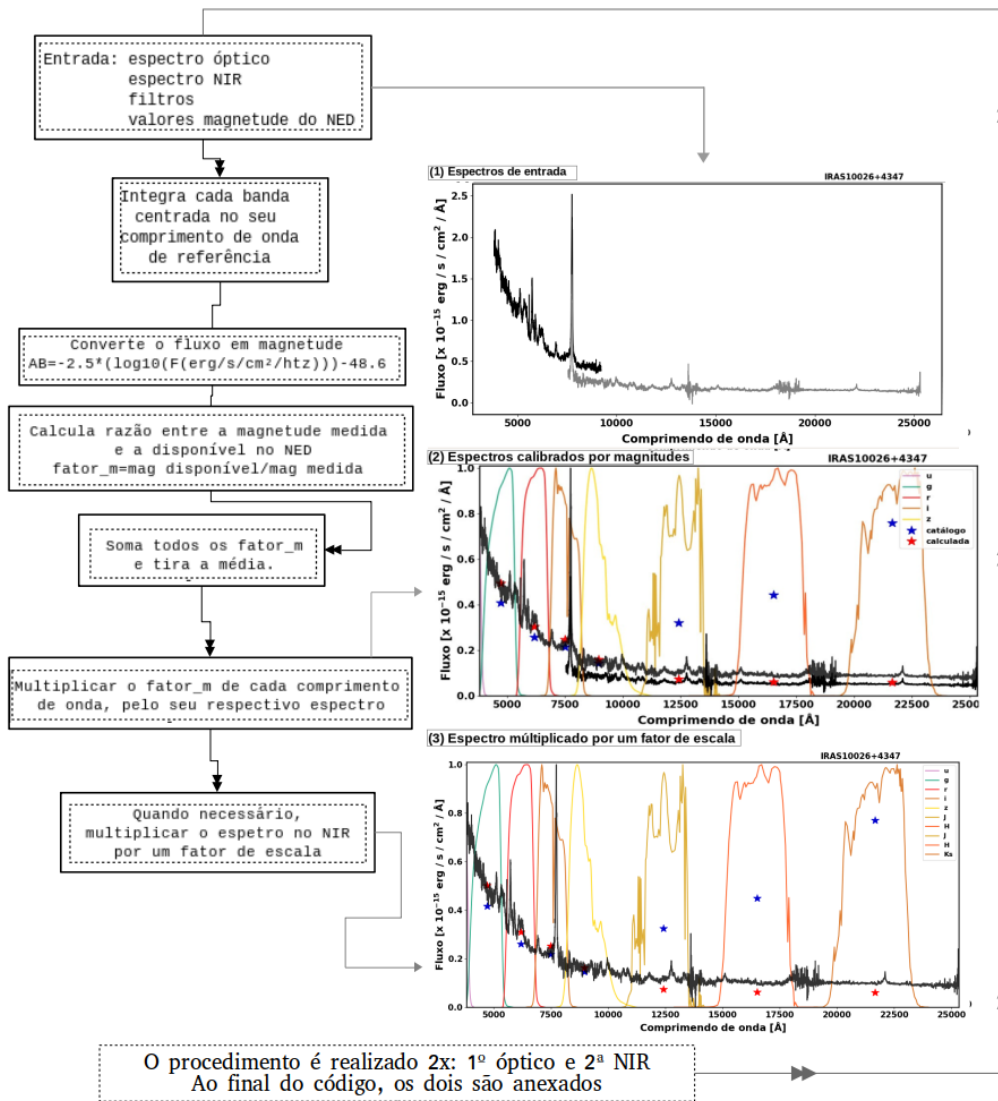


Figura A.2 - Esquematisação das etapas de funcionamento do código que ajusta o contínuo. O tempo médio para ajustar toda a mostra é de 60 minutos

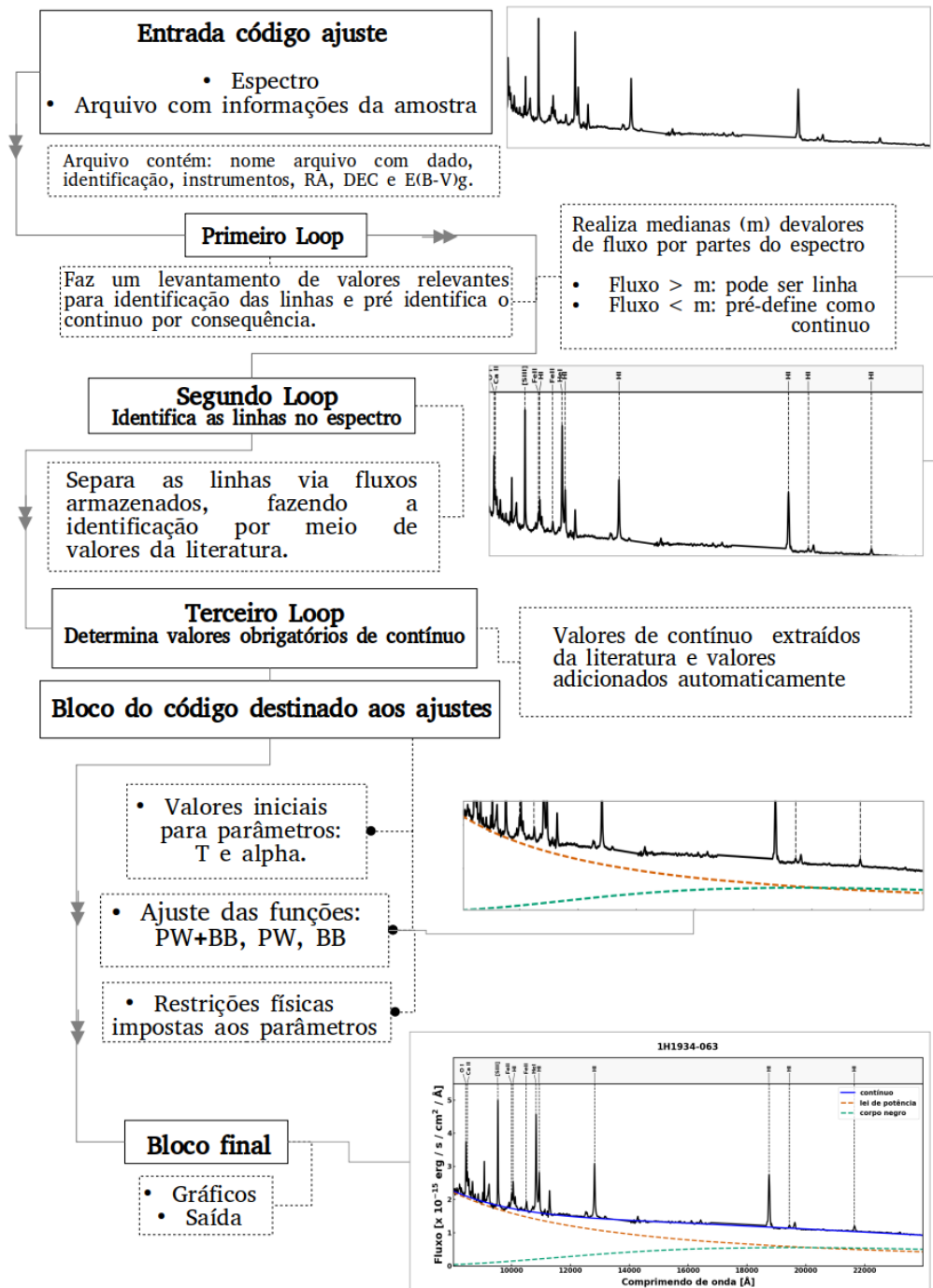


Figura A.3 - Esquematisação das etapas de funcionamento do código para o ajuste do *template* de Fe II ao *bump* de 4560 Å.

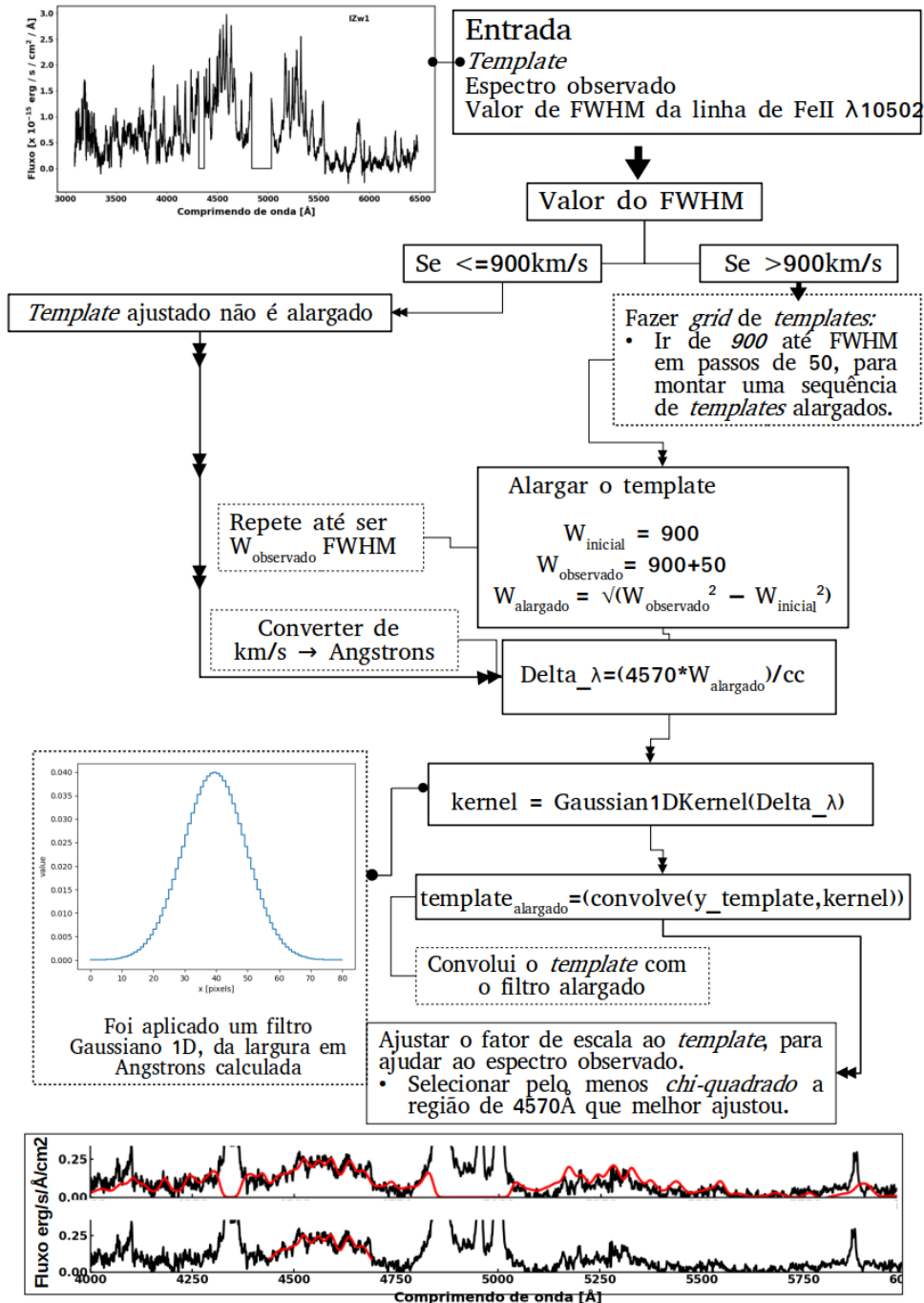
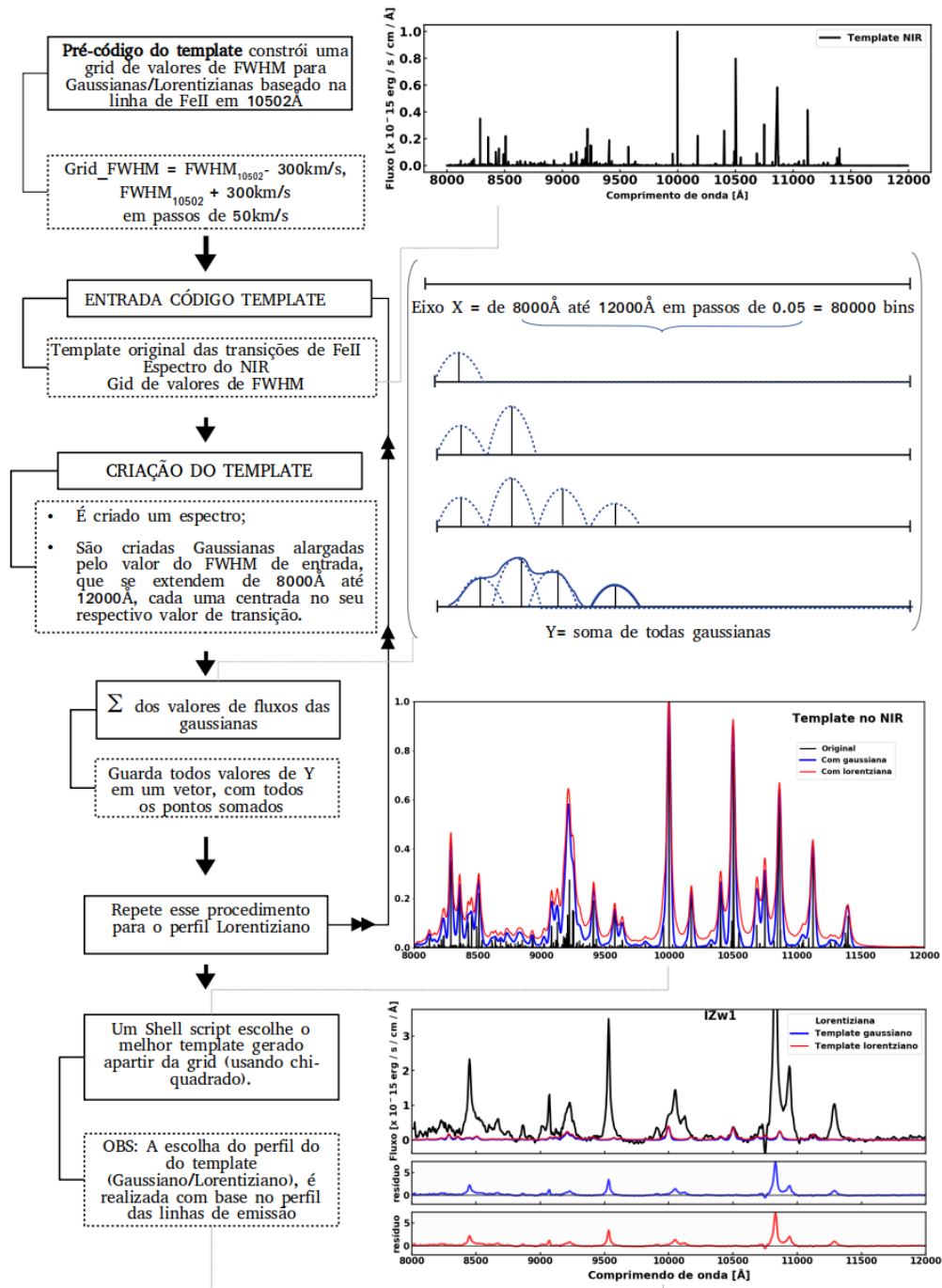


Figura A.4 - Esquematisação das etapas de funcionamento do código para o construção do *template* de Fe II no NIR.



APÊNDICE B - TABELAS DE QUANTIDADES FÍSICAS OBTIDAS NO TRABALHO

As foram utilizados *scipst* em *Python* para realizar o ajuste de linhas e também para o cálculo das quantidades utilizadas no trabalho. Abaixo se encontram as tabelas com as propriedades obtidas a partir do ajuste de linhas realizado.

B.1 Fe II em $1\mu\text{m}$

A partir do ajuste das linhas descrito no capítulo de Metodologia na seção 5.1, foi calculada a razão de Fe II em $1\mu\text{m}$. A tabela apresenta as propriedades necessárias para o cálculo de cada valor obtido.

Tabela B.1 - Quantidades necessárias para o cálculo da razão de Fe II em $1\mu\text{m}$.

AGN	$\lambda 10502$	$\lambda 9998$	$\lambda 10863$	$\lambda 11127$	$\text{Pa}\beta$	$\text{R}_{1\mu\text{m}}$
1H1934-063	$9.59 \times 10^{-15} \pm 3.25 \times 10^{-16}$	$2.12 \times 10^{-14} \pm 2.53 \times 10^{-16}$	$1.47 \times 10^{-14} \pm 1.34 \times 10^{-16}$	$1.05 \times 10^{-14} \pm 3.70 \times 10^{-16}$	$3.58 \times 10^{-14} \pm 8.57 \times 10^{-16}$	1.57 ± 0.03
1H2107-097	$2.03 \times 10^{-14} \pm 1.97 \times 10^{-15}$	$1.92 \times 10^{-14} \pm 8.33 \times 10^{-17}$	$1.41 \times 10^{-14} \pm 2.52 \times 10^{-16}$	$1.01 \times 10^{-14} \pm 3.65 \times 10^{-16}$	$9.15 \times 10^{-14} \pm 1.85 \times 10^{-15}$	0.70 ± 0.05
Ark564	$1.68 \times 10^{-14} \pm 5.73 \times 10^{-16}$	$2.12 \times 10^{-14} \pm 5.39 \times 10^{-16}$	$1.55 \times 10^{-14} \pm 2.68 \times 10^{-16}$	$1.14 \times 10^{-14} \pm 5.71 \times 10^{-16}$	$8.59 \times 10^{-14} \pm 4.13 \times 10^{-16}$	0.76 ± 0.03
Fairall009	$5.11 \times 10^{-15} \pm 1.23 \times 10^{-15}$	$1.85 \times 10^{-14} \pm 6.66 \times 10^{-17}$	$1.39 \times 10^{-14} \pm 3.98 \times 10^{-16}$	$9.88 \times 10^{-15} \pm 3.17 \times 10^{-16}$	$1.82 \times 10^{-13} \pm 1.09 \times 10^{-14}$	0.26 ± 0.07
H1143-182	$9.58 \times 10^{-15} \pm 1.64 \times 10^{-15}$	$1.18 \times 10^{-14} \pm 1.07 \times 10^{-16}$	$8.25 \times 10^{-15} \pm 8.22 \times 10^{-17}$	$5.96 \times 10^{-15} \pm 2.26 \times 10^{-16}$	$1.38 \times 10^{-13} \pm 5.06 \times 10^{-15}$	0.26 ± 0.11
IRAS02065+4705	$1.77 \times 10^{-15} \pm 1.52 \times 10^{-16}$	$3.04 \times 10^{-15} \pm 1.98 \times 10^{-16}$	$2.28 \times 10^{-15} \pm 1.34 \times 10^{-16}$	$1.95 \times 10^{-15} \pm 2.91 \times 10^{-16}$	$1.02 \times 10^{-14} \pm 6.32 \times 10^{-16}$	0.88 ± 0.17
IRAS09426+1929	$3.99 \times 10^{-16} \pm 1.07 \times 10^{-16}$	$2.65 \times 10^{-15} \pm 3.50 \times 10^{-17}$	$2.22\text{-E}15 \pm 1.83\text{E-}01$	$1.69 \times 10^{-15} \pm 1.04 \times 10^{-16}$	$5.84 \times 10^{-15} \pm 1.56 \times 10^{-16}$	1.19 ± 0.07
IRAS10026+4347	$9.95 \times 10^{-16} \pm 2.72 \times 10^{-16}$	$5.70 \times 10^{-15} \pm 2.97 \times 10^{-17}$	$3.80 \times 10^{-15} \pm 8.67 \times 10^{-17}$	$1.78 \times 10^{-15} \pm 1.11 \times 10^{-16}$	$5.29 \times 10^{-15} \pm 3.42 \times 10^{-16}$	1.75 ± 0.08
IRAS20037-1547	$3.21 \times 10^{-15} \pm 4.37 \times 10^{-16}$	$2.07 \times 10^{-15} \pm 1.21 \times 10^{-16}$	$2.55 \times 10^{-15} \pm 2.23 \times 10^{-18}$	$2.89 \times 10^{-15} \pm 1.69 \times 10^{-16}$	$1.82 \times 10^{-14} \pm 1.19 \times 10^{-15}$	0.63 ± 0.09
IRAS20590-2329	$2.02 \times 10^{-16} \pm 1.09 \times 10^{-17}$	$3.68 \times 10^{-16} \pm 5.09 \times 10^{-18}$	$7.40 \times 10^{-16} \pm 6.28 \times 10^{-18}$	$1.81 \times 10^{-16} \pm 6.05 \times 10^{-18}$	$9.63 \times 10^{-16} \pm 3.68 \times 10^{-17}$	1.55 ± 0.04
IRAS21219-1757	$9.62 \times 10^{-16} \pm 7.44 \times 10^{-17}$	$1.07 \times 10^{-15} \pm 1.34 \times 10^{-17}$	$3.06 \times 10^{-14} \pm 7.00 \times 10^{-16}$	$5.28 \times 10^{-16} \pm 1.85 \times 10^{-17}$	$3.85 \times 10^{-15} \pm 2.00 \times 10^{-16}$	8.62 ± 0.06
IZw1	$2.70 \times 10^{-14} \pm 1.38 \times 10^{-15}$	$4.13 \times 10^{-14} \pm 1.06 \times 10^{-15}$	$1.49 \times 10^{-15} \pm 1.67 \times 10^{-17}$	$2.32 \times 10^{-14} \pm 1.29 \times 10^{-15}$	$1.29 \times 10^{-13} \pm 3.59 \times 10^{-15}$	0.72 ± 0.05
Mrk42	$1.80 \times 10^{-15} \pm 4.48 \times 10^{-17}$	$5.08 \times 10^{-15} \pm 9.64 \times 10^{-17}$	$1.49 \times 10^{-15} \pm 1.67 \times 10^{-17}$	$2.42 \times 10^{-14} \pm 5.41 \times 10^{-17}$	$8.07 \times 10^{-15} \pm 6.26 \times 10^{-16}$	1.34 ± 0.08
Mrk142	$8.68 \times 10^{-16} \pm 1.11 \times 10^{-16}$	$2.11 \times 10^{-15} \pm 1.57 \times 10^{-17}$	$3.00 \times 10^{-15} \pm 2.24 \times 10^{-17}$	$1.08 \times 10^{-15} \pm 4.12 \times 10^{-17}$	$6.40 \times 10^{-15} \pm 3.93 \times 10^{-16}$	1.10 ± 0.07
Mrk291	$7.88 \times 10^{-16} \pm 8.09 \times 10^{-17}$	$3.32 \times 10^{-15} \pm 2.94 \times 10^{-17}$	$8.11 \times 10^{-15} \pm 7.19 \times 10^{-17}$	0.00 ± 0.00	$3.68 \times 10^{-15} \pm 4.34 \times 10^{-16}$	3.32 ± 0.12
Mrk478	$1.28 \times 10^{-14} \pm 1.25 \times 10^{-15}$	$1.49 \times 10^{-14} \pm 1.40 \times 10^{-16}$	$3.00 \times 10^{-15} \pm 2.24 \times 10^{-17}$	$7.50 \times 10^{-15} \pm 2.80 \times 10^{-16}$	$4.17 \times 10^{-14} \pm 2.43 \times 10^{-15}$	0.92 ± 0.07
Mrk493	$2.91 \times 10^{-15} \pm 1.31 \times 10^{-16}$	$4.27 \times 10^{-15} \pm 5.28 \times 10^{-17}$	$3.17 \times 10^{-15} \pm 4.91 \times 10^{-17}$	$2.03 \times 10^{-15} \pm 4.45 \times 10^{-17}$	$1.67 \times 10^{-14} \pm 7.13 \times 10^{-16}$	0.74 ± 0.05
Mrk504	$3.48 \times 10^{-15} \pm 5.08 \times 10^{-16}$	$4.38 \times 10^{-15} \pm 2.33 \times 10^{-17}$	$1.90 \times 10^{-14} \pm 4.46 \times 10^{-16}$	$2.29 \times 10^{-15} \pm 8.36 \times 10^{-17}$	$1.47 \times 10^{-14} \pm 1.84 \times 10^{-16}$	1.98 ± 0.04
Mrk509	$1.21 \times 10^{-13} \pm 1.41 \times 10^{-14}$	$2.28 \times 10^{-13} \pm 7.51 \times 10^{-16}$	$8.11 \times 10^{-15} \pm 7.19 \times 10^{-17}$	$1.22 \times 10^{-13} \pm 3.90 \times 10^{-15}$	$2.18 \times 10^{-12} \pm 6.59 \times 10^{-14}$	0.22 ± 0.05
Mrk684	$1.02 \times 10^{-14} \pm 8.24 \times 10^{-16}$	$1.17 \times 10^{-14} \pm 1.36 \times 10^{-16}$	$7.88 \times 10^{-15} \pm 8.35 \times 10^{-17}$	$5.81 \times 10^{-15} \pm 2.07 \times 10^{-16}$	$1.63 \times 10^{-14} \pm 5.74 \times 10^{-16}$	2.19 ± 0.05
Mrk734	$5.10 \times 10^{-15} \pm 1.38 \times 10^{-15}$	$1.12 \times 10^{-14} \pm 9.43 \times 10^{-17}$	$1.20 \times 10^{-14} \pm 1.31 \times 10^{-16}$	$5.70 \times 10^{-15} \pm 2.16 \times 10^{-16}$	$5.39 \times 10^{-14} \pm 3.90 \times 10^{-15}$	0.63 ± 0.09
Mrk766	$1.48 \times 10^{-14} \pm 1.04 \times 10^{-15}$	$1.71 \times 10^{-14} \pm 1.49 \times 10^{-16}$	$2.35 \times 10^{-15} \pm 2.22 \times 10^{-17}$	$8.68 \times 10^{-15} \pm 3.28 \times 10^{-16}$	$1.12 \times 10^{-13} \pm 2.41 \times 10^{-15}$	0.38 ± 0.04
Mrk896	$3.16 \times 10^{-15} \pm 6.92 \times 10^{-16}$	$3.39 \times 10^{-15} \pm 6.43 \times 10^{-17}$	$9.27 \times 10^{-15} \pm 8.85 \times 10^{-17}$	$1.62 \times 10^{-15} \pm 3.85 \times 10^{-17}$	$1.75 \times 10^{-14} \pm 5.16 \times 10^{-16}$	1.00 ± 0.06
Mrk1044	$6.60 \times 10^{-15} \pm 5.01 \times 10^{-16}$	$1.33 \times 10^{-14} \pm 1.43 \times 10^{-16}$	$1.90 \times 10^{-14} \pm 4.46 \times 10^{-16}$	$6.65 \times 10^{-15} \pm 2.42 \times 10^{-16}$	$2.93 \times 10^{-14} \pm 2.21 \times 10^{-15}$	1.55 ± 0.08
Mrk1239	$1.78 \times 10^{-14} \pm 1.08 \times 10^{-15}$	$2.53 \times 10^{-14} \pm 5.90 \times 10^{-16}$	$2.91 \times 10^{-15} \pm 4.73 \times 10^{-17}$	$1.45 \times 10^{-14} \pm 8.50 \times 10^{-16}$	$1.62 \times 10^{-13} \pm 1.63 \times 10^{-15}$	0.37 ± 0.04
NGC3080	$1.42 \times 10^{-15} \pm 2.79 \times 10^{-16}$	$3.53 \times 10^{-15} \pm 1.16 \times 10^{-17}$	$1.89 \times 10^{-15} \pm 1.82 \times 10^{-17}$	$1.89 \times 10^{-15} \pm 5.95 \times 10^{-17}$	$1.06 \times 10^{-14} \pm 2.93 \times 10^{-16}$	0.82 ± 0.05
NGC4051	$1.46 \times 10^{-14} \pm 1.70 \times 10^{-15}$	$1.72 \times 10^{-14} \pm 2.47 \times 10^{-16}$	$5.54 \times 10^{-14} \pm 2.28 \times 10^{-15}$	$8.44 \times 10^{-15} \pm 2.77 \times 10^{-16}$	$6.64 \times 10^{-14} \pm 1.12 \times 10^{-15}$	1.44 ± 0.05
NGC4748	$9.63 \times 10^{-15} \pm 1.50 \times 10^{-15}$	$1.12 \times 10^{-14} \pm 1.15 \times 10^{-16}$	$2.94 \times 10^{-15} \pm 3.39 \times 10^{-17}$	$5.62 \times 10^{-15} \pm 2.12 \times 10^{-16}$	$5.85 \times 10^{-14} \pm 1.39 \times 10^{-15}$	0.50 ± 0.07
NGC7469	$1.23 \times 10^{-14} \pm 1.35 \times 10^{-15}$	$1.51 \times 10^{-14} \pm 1.82 \times 10^{-16}$	$4.32 \times 10^{-15} \pm 2.92 \times 10^{-16}$	$7.48 \times 10^{-15} \pm 2.65 \times 10^{-16}$	$1.30 \times 10^{-13} \pm 2.05 \times 10^{-15}$	0.30 ± 0.06
PG1415+451	$2.96 \times 10^{-15} \pm 5.33 \times 10^{-16}$	$5.14 \times 10^{-15} \pm 1.06 \times 10^{-17}$	$2.91 \times 10^{-15} \pm 4.73 \times 10^{-17}$	$2.84 \times 10^{-15} \pm 6.90 \times 10^{-17}$	$1.93 \times 10^{-14} \pm 8.82 \times 10^{-16}$	0.72 ± 0.07
PG1519+226	$3.06 \times 10^{-15} \pm 1.11 \times 10^{-16}$	$4.04 \times 10^{-15} \pm 2.32 \times 10^{-17}$	$3.44 \times 10^{-15} \pm 1.48 \times 10^{-16}$	$2.11 \times 10^{-15} \pm 7.86 \times 10^{-17}$	$1.69 \times 10^{-14} \pm 6.54 \times 10^{-16}$	0.75 ± 0.05
PG1244+036	$5.18 \times 10^{-16} \pm 5.22 \times 10^{-17}$	$4.40 \times 10^{-15} \pm 7.02 \times 10^{-17}$	$1.89 \times 10^{-15} \pm 1.82 \times 10^{-17}$	0.00 ± 0.00	$8.02 \times 10^{-15} \pm 6.81 \times 10^{-16}$	0.85 ± 0.09
PG1016+336	$2.11 \times 10^{-15} \pm 1.88 \times 10^{-16}$	$2.72 \times 10^{-15} \pm 5.01 \times 10^{-17}$	$1.03 \times 10^{-14} \pm 9.95 \times 10^{-17}$	$1.29 \times 10^{-15} \pm 2.84 \times 10^{-17}$	$4.13 \times 10^{-15} \pm 5.95 \times 10^{-16}$	3.98 ± 0.15
PG1126-041	$1.33 \times 10^{-14} \pm 1.15 \times 10^{-15}$	$1.47 \times 10^{-14} \pm 1.32 \times 10^{-16}$	$3.28 \times 10^{-15} \pm 2.86 \times 10^{-16}$	$7.45 \times 10^{-15} \pm 2.83 \times 10^{-16}$	$1.19 \times 10^{-13} \pm 2.99 \times 10^{-15}$	0.33 ± 0.05
PG1404+226	$3.84 \times 10^{-15} \pm 5.07 \times 10^{-16}$	$4.49 \times 10^{-15} \pm 4.11 \times 10^{-16}$	$3.68 \times 10^{-15} \pm 3.38 \times 10^{-16}$	$2.46 \times 10^{-15} \pm 3.30 \times 10^{-16}$	$9.82 \times 10^{-15} \pm 1.27 \times 10^{-15}$	1.47 ± 0.17
PG1448+273	$3.38 \times 10^{-15} \pm 2.51 \times 10^{-16}$	$5.06 \times 10^{-15} \pm 5.23 \times 10^{-16}$	$3.05 \times 10^{-15} \pm 1.03 \times 10^{-16}$	$2.64 \times 10^{-15} \pm 3.19 \times 10^{-16}$	$2.74 \times 10^{-14} \pm 1.10 \times 10^{-15}$	0.52 ± 0.09
PG1612+261	$3.44 \times 10^{-15} \pm 3.58 \times 10^{-16}$	$3.96 \times 10^{-15} \pm 1.19 \times 10^{-17}$	$1.79 \times 10^{-15} \pm 4.83 \times 10^{-17}$	$2.13 \times 10^{-15} \pm 6.47 \times 10^{-17}$	$4.17 \times 10^{-14} \pm 1.40 \times 10^{-15}$	0.27 ± 0.05
PHL1092	$1.21 \times 10^{-15} \pm 7.64 \times 10^{-17}$	$2.36 \times 10^{-15} \pm 5.04 \times 10^{-17}$	$1.97 \times 10^{-15} \pm 2.45 \times 10^{-17}$	$1.39 \times 10^{-15} \pm 8.62 \times 10^{-17}$	$1.79 \times 10^{-15} \pm 1.15 \times 10^{-16}$	3.86 ± 0.07
SDSSJ091313.73+365817.2	$6.27 \times 10^{-16} \pm 9.06 \times 10^{-17}$	$7.64 \times 10^{-16} \pm 6.97 \times 10^{-18}$	$2.88 \times 10^{-15} \pm 1.66 \times 10^{-16}$	$3.86 \times 10^{-16} \pm 1.45 \times 10^{-17}$	$3.63 \times 10^{-15} \pm 7.62 \times 10^{-16}$	1.28 ± 0.22
SDSSJ094554.40+423839.9	$6.74 \times 10^{-16} \pm 6.51 \times 10^{-17}$	$3.60 \times 10^{-15} \pm 4.83 \times 10^{-17}$	$4.56 \times 10^{-15} \pm 1.31 \times 10^{-16}$	$2.29 \times 10^{-15} \pm 1.41 \times 10^{-16}$	$5.83 \times 10^{-15} \pm 4.56 \times 10^{-16}$	1.91 ± 0.09
SDSSJ133205.29+312736.4	$1.92 \times 10^{-15} \pm 1.18 \times 10^{-16}$	$5.68 \times 10^{-15} \pm 7.96 \times 10^{-17}$	$4.32 \times 10^{-15} \pm 2.56 \times 10^{-16}$	$3.59 \times 10^{-15} \pm 2.21 \times 10^{-16}$	$8.06 \times 10^{-15} \pm 6.15 \times 10^{-16}$	1.95 ± 0.09
SDSSJ133435.38+575015.6	$5.68 \times 10^{-16} \pm 1.31 \times 10^{-16}$	$2.83 \times 10^{-15} \pm 5.98 \times 10^{-18}$	$2.31 \times 10^{-15} \pm 1.24 \times 10^{-16}$	$1.55 \times 10^{-15} \pm 4.44 \times 10^{-17}$	$8.12 \times 10^{-15} \pm 4.81 \times 10^{-16}$	0.89 ± 0.07
SDSSJ134426.41+441620.0	$2.10 \times 10^{-14} \pm 5.42 \times 10^{-15}$	$1.11 \times 10^{-14} \pm 1.56 \times 10^{-16}$	$7.69 \times 10^{-15} \pm 6.11 \times 10^{-17}$	$5.45 \times 10^{-15} \pm 1.78 \times 10^{-16}$	$6.43 \times 10^{-14} \pm 5.83 \times 10^{-15}$	0.70 ± 0.16
SDSSJ144111.54+021235.1	$1.45 \times 10^{-16} \pm 2.45 \times 10^{-16}$	$3.86 \times 10^{-16} \pm 1.05 \times 10^{-18}$	$2.97 \times 10^{-16} \pm 1.25 \times 10^{-17}$	$2.08 \times 10^{-16} \pm 6.25 \times 10^{-18}$	$1.29 \times 10^{-15} \pm 2.81 \times 10^{-16}$	0.80 ± 0.21
SDSSJ152217.36+164828.3	$1.61 \times 10^{-15} \pm 1.47 \times 10^{-16}$	$4.26 \times 10^{-15} \pm 4.06 \times 10^{-17}$	$2.98 \times 10^{-15} \pm 3.12 \times 10^{-17}$	$2.15 \times 10^{-15} \pm 8.04 \times 10^{-17}$	$5.57 \times 10^{-15} \pm 2.61 \times 10^{-16}$	1.97 ± 0.06
SDSSJ155318.72+170202.9	$6.51 \times 10^{-16} \pm 8.49 \times 10^{-17}$	$8.18 \times 10^{-16} \pm 8.82 \times 10^{-18}$	$5.69 \times 10^{-16} \pm 4.96 \times 10^{-18}$	$4.08 \times 10^{-16} \pm 1.47 \times 10^{-17}$	$2.51 \times 10^{-15} \pm 2.40 \times 10^{-16}$	0.97 ± 0.11
SDSSJ171304.46+352333.5	$2.37 \times 10^{-15} \pm 1.34 \times 10^{-16}$	$2.78 \times 10^{-15} \pm 4.22 \times 10^{-17}$	$1.97 \times 10^{-15} \pm 2.45 \times 10^{-17}$	$1.40 \times 10^{-15} \pm 6.61 \times 10^{-17}$	$8.00 \times 10^{-15} \pm 1.71 \times 10^{-16}$	1.06 ± 0.09
SDSSJ215924.00+011305.4	$2.06 \times 10^{-16} \pm 3.70 \times 10^{-17}$	$2.78 \times 10^{-16} \pm 1.17 \times 10^{-18}$	$1.97 \times 10^{-16} \pm 5.72 \times 10^{-18}$	$1.48 \times 10^{-16} \pm 5.03 \times 10^{-18}$	$1.18 \times 10^{-15} \pm 7.47 \times 10^{-17}$	0.71 ± 0.09
Ton0156	$1.70 \times 10^{-15} \pm 3.52 \times 10^{-16}$	$2.38 \times 10^{-15} \pm 4.28 \times 10^{-18}$	$1.97 \times 10^{-15} \pm 1.22 \times 10^{-16}$	$1.31 \times 10^{-15} \pm 3.86 \times 10^{-17}$	$1.07 \times 10^{-14} \pm 3.97 \times 10^{-16}$	0.69 ± 0.08
Ton1571	$2.49 \times 10^{-15} \pm 1.75 \times 10^{-16}$	$2.66 \times 10^{-15} \pm 6.77 \times 10^{-17}$	$1.97 \times 10^{-15} \pm 4.36 \times 10^{-17}$	$1.48 \times 10^{-15} \pm 8.09 \times 10^{-17}$	$6.46 \times 10^{-15} \pm 2.41 \times 10^{-16}$	1.33 ± 0.06

B.2 Razão de CaT no NIR

Tabela B.2 - Fluxos necessários para o cálculo da razão de CaT no NIR. Os valores de fluxo são dados em erg/s/cm².

AGN	CaT(λ 8498)	CaT(λ 8542)	CaT(λ 8662)	Pa β	R _{CaT}	R _{CaT}
1H1934-063	2,46 × 10 ⁻¹⁴	2,06 × 10 ⁻¹⁴	1,95 × 10 ⁻¹⁴	3,58 × 10 ⁻¹⁴	± 8,57 × 10 ⁻¹⁶	1,81 ± 0,05
1H2107-097	8,18 × 10 ⁻¹⁵	4,32 × 10 ⁻¹⁵	1,21 × 10 ⁻¹⁴	9,15 × 10 ⁻¹⁴	± 1,85 × 10 ⁻¹⁵	0,27 ± 0,39
Ark564	4,67 × 10 ⁻¹⁴	4,97 × 10 ⁻¹⁴	5,49 × 10 ⁻¹⁴	8,59 × 10 ⁻¹⁴	± 4,13 × 10 ⁻¹⁶	1,76 ± 0,02
IRAS02065+4705	4,25 × 10 ⁻¹⁵	3,28 × 10 ⁻¹⁵	3,34 × 10 ⁻¹⁵	1,02 × 10 ⁻¹⁴	± 6,32 × 10 ⁻¹⁶	1,06 ± 0,11
IRAS09426+1929	3,95 × 10 ⁻¹⁵	4,42 × 10 ⁻¹⁵	4,57 × 10 ⁻¹⁵	5,84 × 10 ⁻¹⁵	± 1,56 × 10 ⁻¹⁶	2,21 ± 0,07
IRAS10026+4347	1,34E-01	6,34	4,05	5,29 ± 3,42E-01		1,99 ± 0,21
IRAS20037-1547	9,86 × 10 ⁻¹⁵	1,23 × 10 ⁻¹⁴	1,12 × 10 ⁻¹⁴	1,82 × 10 ⁻¹⁴	± 1,19 × 10 ⁻¹⁵	1,84 ± 0,08
IRAS20520-2329	4,64 × 10 ⁻¹⁶	3,77 × 10 ⁻¹⁶	5,62 × 10 ⁻¹⁶	9,63 × 10 ⁻¹⁶	± 3,68 × 10 ⁻¹⁷	1,46 ± 0,12
IZw1	3,31 × 10 ⁻¹⁴	5,06 × 10 ⁻¹⁴	4,72 × 10 ⁻¹⁴	1,29 × 10 ⁻¹³	± 3,59 × 10 ⁻¹⁵	1,01 ± 0,05
Mrk124	1,98 × 10 ⁻¹⁵	2,33 × 10 ⁻¹⁵	9,30 × 10 ⁻¹⁶	3,18 × 10 ⁻¹⁶	± 1,47 × 10 ⁻¹⁵	0,16 ± 0,65
Mrk42	3,91 × 10 ⁻¹⁵	3,09 × 10 ⁻¹⁶	3,09 × 10 ⁻¹⁶	3,09 × 10 ⁻¹⁶	± 6,26 × 10 ⁻¹⁶	1,50 ± 0,11
Mrk142	1,16 × 10 ⁻¹⁵	2,53 × 10 ⁻¹⁶	1,29 × 10 ⁻¹⁵	6,40 × 10 ⁻¹⁵	± 3,93 × 10 ⁻¹⁶	0,50 ± 0,24
Mrk478	2,98 × 10 ⁻¹⁴	1,39 × 10 ⁻¹⁵	2,21 × 10 ⁻¹⁴	4,17 × 10 ⁻¹⁴	± 2,43 × 10 ⁻¹⁵	1,72 ± 0,08
Mrk493	1,19 × 10 ⁻¹⁴	3,87 × 10 ⁻¹⁶	1,25 × 10 ⁻¹⁴	3,87 × 10 ⁻¹⁶	± 7,13 × 10 ⁻¹⁶	2,02 ± 0,05
Mrk684	1,39 × 10 ⁻¹⁴	1,13 × 10 ⁻¹⁴	1,26 × 10 ⁻¹⁴	1,63 × 10 ⁻¹⁴	± 5,74 × 10 ⁻¹⁶	2,33 ± 0,07
Mrk734	1,11 × 10 ⁻¹⁴	5,46 × 10 ⁻¹⁵	7,62 × 10 ⁻¹⁵	5,39 × 10 ⁻¹⁵	± 3,90 × 10 ⁻¹⁵	0,45 ± 0,42
Mrk766	1,69 × 10 ⁻¹⁴	1,88 × 10 ⁻¹⁵	2,10 × 10 ⁻¹⁴	1,12 × 10 ⁻¹⁵	± 2,41 × 10 ⁻¹⁵	0,44 ± 0,12
Mrk896	1,23 × 10 ⁻¹⁴	4,52 × 10 ⁻¹⁵	4,92 × 10 ⁻¹⁵	1,75 × 10 ⁻¹⁴	± 5,16 × 10 ⁻¹⁶	1,24 ± 0,26
Mrk1044	2,31 × 10 ⁻¹⁴	1,47 × 10 ⁻¹⁴	1,31 × 10 ⁻¹⁴	2,93 × 10 ⁻¹⁴	± 2,21 × 10 ⁻¹⁵	1,74 ± 0,14
Mrk1239	1,81 × 10 ⁻¹⁴	2,70 × 10 ⁻¹⁵	2,55 × 10 ⁻¹⁴	1,62 × 10 ⁻¹⁵	± 1,63 × 10 ⁻¹⁵	0,40 ± 0,13
NGC4748	9,66 × 10 ⁻¹⁵	9,85 × 10 ⁻¹⁵	1,58 × 10 ⁻¹⁴	5,85 × 10 ⁻¹⁴	± 1,39 × 10 ⁻¹⁵	0,60 ± 0,36
PG1519+226	9,94 × 10 ⁻¹⁵	6,61 × 10 ⁻¹⁵	6,97 × 10 ⁻¹⁵	1,69 × 10 ⁻¹⁴	± 6,54 × 10 ⁻¹⁶	1,39 ± 0,10
PG1244+026	2,00 × 10 ⁻¹⁵	2,02 × 10 ⁻¹⁵	1,25 × 10 ⁻¹⁵	8,02 × 10 ⁻¹⁵	± 6,81 × 10 ⁻¹⁶	0,66 ± 0,23
PG1016+336	2,83 × 10 ⁻¹⁵	3,24 × 10 ⁻¹⁵	3,41 × 10 ⁻¹⁵	4,13 × 10 ⁻¹⁵	± 5,95 × 10 ⁻¹⁶	2,30 ± 0,19
PG1126-041	6,64 × 10 ⁻¹⁴	5,23 × 10 ⁻¹⁴	4,28 × 10 ⁻¹⁴	1,19 × 10 ⁻¹³	± 2,99 × 10 ⁻¹⁵	1,36 ± 0,11
PG1404+226	4,62 × 10 ⁻¹⁵	5,38 × 10 ⁻¹⁵	4,86 × 10 ⁻¹⁵	5,38 × 10 ⁻¹⁶	± 1,27 × 10 ⁻¹⁵	1,51 ± 0,17
PG1448+273	5,72 × 10 ⁻¹⁵	4,36 × 10 ⁻¹⁵	3,97 × 10 ⁻¹⁵	9,82 × 10 ⁻¹⁵	± 1,10 × 10 ⁻¹⁵	0,51 ± 0,21
PG1612+261	2,45 × 10 ⁻¹⁶	8,01 × 10 ⁻¹⁵	4,27 × 10 ⁻¹⁵	4,17 × 10 ⁻¹⁴	± 1,40 × 10 ⁻¹⁵	0,30 ± 0,33
PHL1092	2,30 × 10 ⁻¹⁵	1,30 × 10 ⁻¹⁶	2,83 × 10 ⁻¹⁵	1,79 × 10 ⁻¹⁵	± 1,15 × 10 ⁻¹⁶	4,34 ± 0,08
SDSSJ133205,29+312736,4	3,08 × 10 ⁻¹⁵	2,72 × 10 ⁻¹⁵	3,46 × 10 ⁻¹⁵	8,06 × 10 ⁻¹⁵	± 6,15 × 10 ⁻¹⁶	1,15 ± 0,17
SDSSJ152217,36+164828,3	3,13 × 10 ⁻¹⁵	2,81 × 10 ⁻¹⁵	2,74 × 10 ⁻¹⁵	5,57 × 10 ⁻¹⁵	± 2,81 × 10 ⁻¹⁶	1,56 ± 0,13
SDSSJ154351,92+162422,1	7,38 × 10 ⁻¹⁷	4,44 × 10 ⁻¹⁵	2,69 × 10 ⁻¹⁵	8,53 × 10 ⁻¹⁵	± 8,51 × 10 ⁻¹⁶	0,84 ± 0,17
SDSSJ155318,72+170202,9	1,27 × 10 ⁻¹⁵	1,18 × 10 ⁻¹⁵	1,29 × 10 ⁻¹⁵	2,51 × 10 ⁻¹⁵	± 2,40 × 10 ⁻¹⁶	1,49 ± 0,18
SDSSJ171304,46+352333,5	2,77 × 10 ⁻¹⁵	3,34 × 10 ⁻¹⁵	4,01 × 10 ⁻¹⁵	8,00 × 10 ⁻¹⁵	± 1,71 × 10 ⁻¹⁶	1,26 ± 0,13
Ton1571	2,85 × 10 ⁻¹⁵	1,97 × 10 ⁻¹⁶	2,05 × 10 ⁻¹⁵	6,46 × 10 ⁻¹⁵	± 2,41 × 10 ⁻¹⁶	1,06 ± 0,10
Ton180	2,74 × 10 ⁻¹⁵	5,01 × 10 ⁻¹⁵	1,19 × 10 ⁻¹⁴	3,61 × 10 ⁻¹⁴	± 2,96 × 10 ⁻¹⁵	0,55 ± 0,21

B.3 Propriedades obtidas a partir do ajuste de linhas

A partir do ajuste das linhas descrito no capítulo de Metodologia na seção 5.1, foram obtidas os valores de FWHM, fluxo integrado e largura equivalente. A tabela a seguir, apresenta os valores encontrados para a obtenção dos resultados apresentados.

Tabela B.3 - Propriedades físicas obtidas a partir do ajuste de linhas. Os valores de FWHM são dados em m/s.

AGN	FWHM _{HI}	FWHM _{FeII}	FWHM _{OI}	FWHM _{C_aT}	EW _{SIII}
IH1934-063	1874.94	234.41	1090.91	429.34	1239.51
IH2107-097	2277.15	840.61	1132.61	443.36	1914.93
Ark564	1339.48	648.98	417.31	364.11	1250.47
Fairall009	4720.97	2171.61	1588.73	~	~
HL143-182	2156.02	816.72	1850.76	~	~
IRAS02065+4705	1831.95	611.42	1422.49	655.38	757.09
IRAS09426+1929	1523.17	696.20	761.15	765.23	15.82
IRAS10026+4347	1907.53	684.38	1343.77	1474.40	939.04
IRAS13224-3809	~	~	30.05	1990.31	2.71
IRAS20037-1547	3523.09	1584.56	1269.70	664.13	~
IRAS20520-2329	2259.34	606.06	545.97	945.01	8.38
IRAS21219-1757	2189.02	799.62	1345.44	619.61	485.22
Izw1	1255.89	582.38	1956.76	349.76	1127.89
Mrk124	2431.14	74.73	507.16	~	~
Mrk42	1926.50	76.54	~	326.04	506.12
Mrk142	1826.50	301.00	70.26	635.73	6.74
Mrk279	3390.90	1390.90	306.63	288.93	749.84
Mrk291	1941.74	212.43	~	862.14	27.79
Mrk478	2345.84	1043.69	956.72	1716.78	392.25
Mrk493	1904.64	600.97	2345.37	97.72	8.63
Mrk504	1956.25	1043.69	1058.13	~	0.16
Mrk509	3043.69	1639.19	701.96	~	5.15
Mrk684	1864.42	558.51	3273.03	~	0.86
Mrk734	2436.83	1046.57	738.19	~	0.34
Mrk766	1644.15	587.22	2001.99	~	0.34
Mrk896	1339.05	447.77	898.83	~	0.40
Mrk1044	1948.91	187.83	1232.55	~	0.28
Mrk1239	1712.34	824.81	251.22	~	0.20
NGC3080	1623.34	176.77	1638.81	~	0.15
NGC4051	1353.14	497.42	1470.31	~	0.20
NGC4151	6000.00	3000.00	~	~	0.19
NGC4748	1798.37	516.05	807.79	~	0.82
NGC5548	3994.29	1995.45	~	~	0.08
NGC7469	2071.53	574.10	1612.86	~	0.93
PG1519+226	2321.25	581.04	2018.35	~	5.22
PG1244+026	1603.91	825.29	500.00	~	18.78
PG1016+336	1501.82	230.71	932.07	~	~
PG1126-041	2648.98	651.63	2028.60	~	~
PG1404+226	1708.98	690.03	1389.14	~	~
PG1448+273	2266.31	809.32	871.57	~	~
PG1612+261	2840.67	1340.55	2655.24	~	~
PHL1092	1254.54	73.49	1080.44	~	~
SDSSJ091313.73+365817.2	3428.85	2009.60	1869.05	~	~
SDSSJ094554.40+423839.9	963.57	483.22	559.53	~	~
SDSSJ133205.29+312736.4	1926.42	848.42	820.47	~	~
SDSSJ133435.38+575015.6	2186.37	846.16	1631.16	~	~
SDSSJ134426.41+441620.0	2723.52	841.49	2641.67	~	~
SDSSJ144111.54-021235.1	2221.36	463.85	1553.43	~	~
SDSSJ152217.36+164828.3	2871.44	465.69	1219.12	~	~
SDSSJ154351.92+162422.1	4452.51	1923.17	~	~	~
SDSSJ155318.72+170202.9	2021.09	402.85	1510.27	~	~
SDSSJ171304.46+352333.5	661.49	274.05	755.57	~	~
SDSSJ215924.00+011305.4	2209.82	777.64	2542.82	~	~
Ton0156	2648.32	887.45	1012.97	~	~
Ton1571	773.49	46.62	566.74	~	~
Tons180	2615.46	677.09	670.07	~	~

B.4 Propriedades físicas obtidas das linhas

Tabela B.4 - Fluxo das linhas de O I $\lambda 8446$ em unidades de erg/s/cm^2

AGN	Fluxo OI $\lambda 8446$	
1H1934-063	$4,12 \times 10^{-14}$	$\pm 1,46 \times 10^{-15}$
1H2107-097	$3,78 \times 10^{-14}$	$\pm 3,46 \times 10^{-15}$
Ark564	$6,77 \times 10^{-14}$	$\pm 1,77 \times 10^{-15}$
H1143-182	$6,04 \times 10^{-14}$	$\pm 1,14 \times 10^{-15}$
IRAS02065+4705	$9,20 \times 10^{-15}$	$\pm 4,25 \times 10^{-16}$
IRAS09426+1929	$3,43 \times 10^{-15}$	$\pm 3,65 \times 10^{-16}$
IRAS10026+4347	5,99	$\pm 5,77\text{E-01}$
IRAS13224-3809	$6,67 \times 10^{-15}$	$\pm 4,39 \times 10^{-16}$
IRAS20037-1547	$8,07 \times 10^{-15}$	$\pm 5,36 \times 10^{-16}$
IRAS20520-2329	$5,02 \times 10^{-16}$	$\pm 5,46 \times 10^{-17}$
IZw1	$6,28 \times 10^{-14}$	$\pm 2,15 \times 10^{-15}$
Mrk124	$1,56 \times 10^{-14}$	$\pm 1,14 \times 10^{-15}$
Mrk42	$1,10 \times 10^{-14}$	$\pm 4,54 \times 10^{-16}$
Mrk142	$4,11 \times 10^{-15}$	$\pm 3,48 \times 10^{-16}$
Mrk279	$3,80 \times 10^{-14}$	$\pm 2,96 \times 10^{-16}$
Mrk478	$4,72 \times 10^{-14}$	$\pm 2,76 \times 10^{-15}$
Mrk493	$2,19 \times 10^{-14}$	$\pm 9,27 \times 10^{-16}$
Mrk504	$6,76 \times 10^{-15}$	$\pm 5,92 \times 10^{-16}$
Mrk509	$1,47 \times 10^{-12}$	$\pm 3,52 \times 10^{-15}$
Mrk684	$1,70 \times 10^{-14}$	$\pm 6,42 \times 10^{-16}$
Mrk734	$3,08 \times 10^{-14}$	$\pm 2,98 \times 10^{-15}$
Mrk766	$6,79 \times 10^{-14}$	$\pm 2,42 \times 10^{-15}$
Mrk896	$2,27 \times 10^{-14}$	$\pm 2,04 \times 10^{-15}$
Mrk1044	$4,58 \times 10^{-14}$	$\pm 2,39 \times 10^{-15}$
Mrk1239	$8,88 \times 10^{-14}$	$\pm 2,10 \times 10^{-15}$
NGC3080	$8,49 \times 10^{-15}$	$\pm 2,65 \times 10^{-16}$
NGC4051	$7,05 \times 10^{-14}$	$\pm 1,69 \times 10^{-14}$
NGC4151	$1,76 \times 10^{-13}$	$\pm 5,61 \times 10^{-16}$
NGC4748	$3,05 \times 10^{-14}$	$\pm 4,05 \times 10^{-15}$
NGC5548	$2,23 \times 10^{-14}$	$\pm 7,41 \times 10^{-16}$
NGC7469	$6,98 \times 10^{-14}$	$\pm 9,62 \times 10^{-16}$
PG1415+451	$2,08 \times 10^{-14}$	$\pm 4,27 \times 10^{-16}$
PG1519+226	$1,03 \times 10^{-14}$	$\pm 9,17 \times 10^{-16}$
PG1244+026	$5,12 \times 10^{-15}$	$\pm 1,94 \times 10^{-16}$
PG1016+336	$6,44 \times 10^{-15}$	$\pm 4,72 \times 10^{-16}$
PG1126-041	$4,23 \times 10^{-14}$	$\pm 5,23 \times 10^{-15}$
PG1404+226	$9,31 \times 10^{-15}$	$\pm 4,99 \times 10^{-16}$
PG1448+273	$1,68 \times 10^{-14}$	$\pm 8,02 \times 10^{-16}$
PG1612+261	$2,09 \times 10^{-14}$	$\pm 1,39 \times 10^{-15}$
PHL1092	$1,89 \times 10^{-15}$	$\pm 9,43 \times 10^{-17}$
SDSSJ091313.73+365817.2	$1,85 \times 10^{-15}$	$\pm 1,40 \times 10^{-16}$
SDSSJ094554.40+423839.9	$5,75 \times 10^{-15}$	$\pm 1,31 \times 10^{-16}$
SDSSJ133205.29+312736.4	$8,26 \times 10^{-15}$	$\pm 3,39 \times 10^{-16}$
SDSSJ133435.38+575015.6	$5,19 \times 10^{-15}$	$\pm 1,14 \times 10^{-15}$
SDSSJ134426.41+441620.0	$5,25 \times 10^{-14}$	$\pm 4,11 \times 10^{-15}$
SDSSJ152217.36+164828.3	$4,03 \times 10^{-15}$	$\pm 3,83 \times 10^{-16}$
SDSSJ154351.92+162422.1	$6,07 \times 10^{-15}$	$\pm 3,42 \times 10^{-16}$
SDSSJ155318.72+170202.9	$2,26 \times 10^{-15}$	$\pm 2,06 \times 10^{-16}$
SDSSJ171304.46+352333.5	$7,63 \times 10^{-15}$	$\pm 1,83 \times 10^{-16}$
Ton0156	$5,41 \times 10^{-15}$	$\pm 3,69 \times 10^{-16}$
Ton1571	$5,69 \times 10^{-15}$	$\pm 2,53 \times 10^{-16}$
Tons180	$1,39 \times 10^{-14}$	$\pm 1,79 \times 10^{-15}$

Tabela B.5 - Propriedades obtidas a partir do ajuste da linha de Fe II em 10502 Å.

AGN	Fluxo Total (erg cm ⁻² s ⁻¹)		FWHM (km/s)			EW	
1H1934-063	9,59 × 10 ⁻¹⁵	± 3,25 × 10 ⁻¹⁶	1090,91	± 344,54	8,98	± 0,60	
1H2107-097	2,03 × 10 ⁻¹⁴	± 1,97 × 10 ⁻¹⁵	2665,20	± 1132,61	12,03	± 2,50	
Ark564	1,68 × 10 ⁻¹⁴	± 5,73 × 10 ⁻¹⁶	906,24	± 417,31	9,43	± 0,57	
Fairall009	5,11 × 10 ⁻¹⁵	± 1,23 × 10 ⁻¹⁵	1588,73	± 159,65	4,30	± 1,88	
H1143-182	9,58 × 10 ⁻¹⁵	± 1,64 × 10 ⁻¹⁵	1850,76	± 812,79	5,92	± 3,35	
IRAS02065+4705	1,77 × 10 ⁻¹⁵	± 1,52 × 10 ⁻¹⁶	1422,49	± 445,30	11,04	± 2,16	
IRAS07598+6508	-	-	-	-	-	-	
IRAS09426+1929	3,99 × 10 ⁻¹⁶	± 1,07 × 10 ⁻¹⁶	761,15	± 269,24	4,52	± 2,05	
IRAS10026+4347	9,95E-01	± 2,72E-01	1343,77	± 30,05	9,73	± 5,99	
IRAS11598-0112	-	-	-	-	-	-	
IRAS13224-3809	3,06 × 10 ⁻¹⁵	± 2,64 × 10 ⁻¹⁶	548,92	± 232,26	5,55	± 1,01	
IRAS20037-1547	3,21 × 10 ⁻¹⁵	± 4,37 × 10 ⁻¹⁶	1269,70	± 545,97	7,26	± 3,67	
IRAS20520-2329	2,02 × 10 ⁻¹⁶	± 1,09 × 10 ⁻¹⁷	1345,44	± 356,02	8,65	± 1,08	
IRAS21219-1757	9,62 × 10 ⁻¹⁶	± 7,44 × 10 ⁻¹⁷	1956,76	± 528,53	12,13	± 2,21	
IZw1	2,70 × 10 ⁻¹⁴	± 1,38 × 10 ⁻¹⁵	1107,63	± 507,16	15,58	± 2,38	
Mrk124	-	-	-	-	-	-	
Mrk42	1,80 × 10 ⁻¹⁵	± 4,48 × 10 ⁻¹⁷	660,77	± 70,26	7,24	± 0,63	
Mrk142	8,68 × 10 ⁻¹⁶	± 1,11 × 10 ⁻¹⁶	1263,01	± 306,63	7,64	± 2,43	
Mrk231	-	-	-	-	-	-	
Mrk279	-	-	-	-	-	-	
Mrk291	7,88 × 10 ⁻¹⁶	± 8,09 × 10 ⁻¹⁷	956,72	± 340,25	2,52	± 0,49	
Mrk334	-	-	-	-	-	-	
Mrk335	-	-	-	-	-	-	
Mrk478	1,28 × 10 ⁻¹⁴	± 1,25 × 10 ⁻¹⁵	1731,30	± 777,32	6,76	± 1,86	
Mrk493	2,91 × 10 ⁻¹⁵	± 1,31 × 10 ⁻¹⁶	637,78	± 297,76	2,28	± 0,32	
Mrk504	3,48 × 10 ⁻¹⁵	± 5,08 × 10 ⁻¹⁶	2345,37	± 1058,13	7,40	± 3,56	
Mrk507	-	-	-	-	-	-	
Mrk509	1,21 × 10 ⁻¹³	± 1,41 × 10 ⁻¹⁴	2323,49	± 701,96	5,85	± 1,38	
Mrk684	1,02 × 10 ⁻¹⁴	± 8,24 × 10 ⁻¹⁶	1639,19	± 738,19	6,48	± 0,97	
Mrk734	5,10 × 10 ⁻¹⁵	± 1,38 × 10 ⁻¹⁵	1338,42	± 268,12	7,07	± 3,98	
Mrk766	1,48 × 10 ⁻¹⁴	± 1,04 × 10 ⁻¹⁵	1906,63	± 898,83	6,32	± 1,65	
Mrk896	3,16 × 10 ⁻¹⁵	± 6,92 × 10 ⁻¹⁶	1232,55	± 386,28	2,74	± 1,00	
Mrk1044	6,60 × 10 ⁻¹⁵	± 5,01 × 10 ⁻¹⁶	1216,16	± 273,49	10,49	± 2,02	
Mrk1239	1,78 × 10 ⁻¹⁴	± 1,08 × 10 ⁻¹⁵	1206,06	± 551,22	5,03	± 0,89	
Mrk1347	-	-	-	-	-	-	
NGC3080	1,42 × 10 ⁻¹⁵	± 2,79 × 10 ⁻¹⁶	1638,81	± 144,86	12,32	± 4,61	
NGC4051	1,46 × 10 ⁻¹⁴	± 1,70 × 10 ⁻¹⁵	1470,31	± 645,23	3,90	± 1,60	
NGC4151	-	-	-	-	-	-	
NGC4748	9,63 × 10 ⁻¹⁵	± 1,50 × 10 ⁻¹⁵	1817,90	± 807,79	5,59	± 2,86	
NGC5548	-	-	-	-	-	-	
NGC7469	1,23 × 10 ⁻¹⁴	± 1,35 × 10 ⁻¹⁵	1612,86	± 684,21	3,26	± 0,69	
PG1415+451	2,96 × 10 ⁻¹⁵	± 5,33 × 10 ⁻¹⁶	2624,93	± 1155,30	5,42	± 2,79	
PG1519+226	3,06 × 10 ⁻¹⁵	± 1,11 × 10 ⁻¹⁶	2018,35	± 896,40	7,61	± 0,84	
PG1244+026	5,18 × 10 ⁻¹⁶	± 5,22 × 10 ⁻¹⁷	500,00	± 54,77	3,63	± 0,94	
PG1016+336	2,11 × 10 ⁻¹⁵	± 1,88 × 10 ⁻¹⁶	932,07	± 403,68	7,13	± 1,36	
PG1126-041	1,33 × 10 ⁻¹⁴	± 1,15 × 10 ⁻¹⁵	2028,60	± 941,61	6,88	± 1,67	
PG1404+226	3,84 × 10 ⁻¹⁵	± 5,07 × 10 ⁻¹⁶	1389,14	± 429,37	15,98	± 4,59	
PG1448+273	3,38 × 10 ⁻¹⁵	± 2,51 × 10 ⁻¹⁶	871,57	± 386,43	3,84	± 1,11	
PG1612+261	3,44 × 10 ⁻¹⁵	± 3,58 × 10 ⁻¹⁶	2655,24	± 1205,51	7,35	± 2,24	
PHL1092	1,21 × 10 ⁻¹⁵	± 7,64 × 10 ⁻¹⁷	1080,44	± 262,96	24,85	± 4,31	
RXJ0922.8+5121	-	-	-	-	-	-	
SDSSJ091313.73+365817.2	6,27 × 10 ⁻¹⁶	± 9,06 × 10 ⁻¹⁷	1869,05	± 827,50	7,40	± 3,14	
SDSSJ094554.40+423839.9	6,74 × 10 ⁻¹⁶	± 6,51 × 10 ⁻¹⁷	559,53	± 120,01	6,11	± 1,22	
SDSSJ120226.75-012915.2	-	-	-	-	-	-	
SDSSJ133205.29+312736.4	1,92 × 10 ⁻¹⁵	± 1,18 × 10 ⁻¹⁶	820,47	± 207,23	-	± -	
SDSSJ133435.38+575015.6	5,68 × 10 ⁻¹⁶	± 1,31 × 10 ⁻¹⁶	1631,16	± 9,85	8,35	± 2,40	
SDSSJ134426.41+441620.0	2,10 × 10 ⁻¹⁴	± 5,42 × 10 ⁻¹⁵	2641,67	± 641,67	21,64	± 14,72	
SDSSJ144111.54-021235.1	1,45 × 10 ⁻¹⁶	± 2,45 × 10 ⁻¹⁷	1553,43	± 163,10	9,21	± 2,99	
SDSSJ152217.36+164828.3	1,61 × 10 ⁻¹⁵	± 1,47 × 10 ⁻¹⁶	1219,12	± 464,95	11,49	± 2,67	
SDSSJ154351.92+162422.1	-	-	-	-	-	-	
SDSSJ155318.72+170202.9	6,51 × 10 ⁻¹⁶	± 8,49 × 10 ⁻¹⁷	1510,27	± 638,51	4,84	± 2,03	
SDSSJ171304.46+352333.5	2,37 × 10 ⁻¹⁵	± 1,34 × 10 ⁻¹⁶	755,57	± 339,50	7,74	± 1,46	
SDSSJ215924.00+011305.4	2,06 × 10 ⁻¹⁶	± 3,70 × 10 ⁻¹⁷	2542,82	± 1129,20	4,62	± 2,52	
SDSSJ224028.85-010649.9	-	-	-	-	-	-	
Ton0156	1,70 × 10 ⁻¹⁵	± 3,52 × 10 ⁻¹⁶	2213,87	± 1012,97	6,64	± 4,28	
Ton1571	2,49 × 10 ⁻¹⁵	± 1,75 × 10 ⁻¹⁶	1190,08	± 566,74	9,94	± 2,00	
Tons180	-	-	-	-	-	-	

Tabela B.6 - Propriedades obtidas a partir do ajuste das linhas de Pa β e Pa α em 12820 Å e 18750 Å respectivamente.

AGN	Fluxo Total ($\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$)		FWHM (km/s)		EW	
1H1934-063	$3,58 \times 10^{-14}$	$\pm 8,57 \times 10^{-16}$	1874,94	$\pm 234,41$	40,06	$\pm 0,63$
1H2107-097	$9,15 \times 10^{-14}$	$\pm 1,85 \times 10^{-15}$	2277,15	$\pm 840,61$	83,02	$\pm 1,71$
Ark564	$8,59 \times 10^{-14}$	$\pm 4,13 \times 10^{-16}$	1339,48	$\pm 648,98$	58,77	$\pm 0,29$
Fairall009	$1,82 \times 10^{-13}$	$\pm 1,09 \times 10^{-14}$	4720,97	$\pm 2171,61$	69,65	$\pm 9,32$
H1143-182	$1,38 \times 10^{-13}$	$\pm 5,06 \times 10^{-15}$	2156,02	$\pm 816,72$	106,67	$\pm 5,77$
IRAS02065+4705	$1,02 \times 10^{-14}$	$- 6,32 \times 10^{-16}$	1831,95	$- 611,42$	59,90	$- 2,22$
IRAS07598+6508	-	-	-	-	-	-
IRAS09426+1929	$5,84 \times 10^{-15}$	$\pm 1,56 \times 10^{-16}$	1523,17	$\pm 696,20$	33,41	$\pm 0,89$
IRAS10026+4347	5,29	$- 3,42 \times 10^{-16}$	1907,53	$- 684,38$	30,81	$- 2,72$
IRAS11598-0112	-	-	-	-	-	-
IRAS13224-3809	-	-	-	-	-	-
IRAS20037-1547	$1,82 \times 10^{-14}$	$\pm 1,19 \times 10^{-15}$	3523,09	$\pm 1584,56$	38,83	$\pm 2,54$
IRAS20520-2329	$9,63 \times 10^{-16}$	$\pm 3,68 \times 10^{-17}$	2259,34	$\pm 606,06$	32,48	$\pm 0,82$
IRAS21219-1757	$3,85 \times 10^{-15}$	$\pm 2,00 \times 10^{-16}$	2189,02	$\pm 799,62$	37,52	$\pm 1,96$
IZw1	$1,29 \times 10^{-13}$	$- 3,59 \times 10^{-15}$	1255,89	$- 582,38$	71,32	$- 2,58$
Mrk124	$3,18 \times 10^{-14}$	$\pm 1,47 \times 10^{-15}$	2431,14	$\pm 74,73$	14,80	$\pm 1,00$
Mrk42	$8,07 \times 10^{-15}$	$- 6,26 \times 10^{-16}$	1926,50	$- 76,54$	29,73	$- 2,97$
Mrk142	$6,40 \times 10^{-15}$	$- 3,93 \times 10^{-16}$	1826,50	$- 301,00$	58,19	$- 1,55$
Mrk231	-	-	-	-	-	-
Mrk279	$5,34 \times 10^{-14}$	$- 2,50 \times 10^{-15}$	3390,90	$- 1390,90$	70,39	$- 3,72$
Mrk291	$3,68 \times 10^{-15}$	$- 4,34 \times 10^{-16}$	1941,74	$- 212,43$	22,62	$- 2,64$
Mrk334	-	-	-	-	-	-
Mrk335	-	-	-	-	-	-
Mrk478	$4,17 \times 10^{-14}$	$\pm 2,43 \times 10^{-15}$	2345,84	$\pm 345,84$	39,53	$\pm 3,38$
Mrk493	$1,67 \times 10^{-14}$	$- 7,13 \times 10^{-16}$	1904,64	$- 862,95$	15,90	$- 0,40$
Mrk504	$1,47 \times 10^{-14}$	$\pm 1,84 \times 10^{-16}$	1956,25	$\pm 600,97$	54,72	$\pm 1,42$
Mrk507	-	-	-	-	-	-
Mrk509	$2,18 \times 10^{-12}$	$\pm 6,59 \times 10^{-14}$	3043,69	$\pm 1043,69$	120,53	$\pm 2,34$
Mrk684	$1,63 \times 10^{-14}$	$\pm 5,74 \times 10^{-16}$	1864,42	$\pm 558,51$	21,11	$\pm 0,56$
Mrk734	$5,39 \times 10^{-14}$	$\pm 3,90 \times 10^{-15}$	2436,83	$\pm 1046,57$	39,14	$\pm 3,65$
Mrk766	$1,12 \times 10^{-13}$	$\pm 2,41 \times 10^{-15}$	1644,15	$\pm 587,22$	66,70	$\pm 1,33$
Mrk896	$1,75 \times 10^{-14}$	$\pm 5,16 \times 10^{-16}$	1339,05	$\pm 447,77$	20,11	$\pm 0,54$
Mrk1044	$2,93 \times 10^{-14}$	$- 2,21 \times 10^{-15}$	1948,91	$- 187,83$	45,28	$- 2,63$
Mrk1239	$1,62 \times 10^{-13}$	$\pm 1,63 \times 10^{-15}$	1712,34	$\pm 824,81$	39,48	$\pm 0,40$
Mrk1347	-	-	-	-	-	-
NGC3080	$1,06 \times 10^{-14}$	$- 2,93 \times 10^{-16}$	1623,34	$- 176,77$	71,76	$- 2,26$
NGC4051	$6,64 \times 10^{-14}$	$- 1,12 \times 10^{-15}$	1353,14	$- 497,42$	27,78	$- 0,56$
NGC4151	$6,22 \times 10^{-13}$	$\pm 5,39 \times 10^{-14}$	6000,00	$\pm 3000,00$	98,92	$\pm 8,52$
NGC4748	$5,85 \times 10^{-14}$	$\pm 1,39 \times 10^{-15}$	1798,37	$\pm 516,05$	54,21	$\pm 1,19$
NGC5548	$1,15 \times 10^{-13}$	$\pm 2,66 \times 10^{-14}$	3994,29	$\pm 1995,45$	79,11	$\pm 8,79$
NGC7469	$1,30 \times 10^{-13}$	$\pm 2,05 \times 10^{-15}$	2071,53	$\pm 574,10$	54,68	$\pm 1,65$
PG1415+451	$1,93 \times 10^{-14}$	$\pm 8,82 \times 10^{-16}$	2700,89	$\pm 1421,23$	41,24	$\pm 1,82$
PG1519+226	$1,69 \times 10^{-14}$	$\pm 6,54 \times 10^{-16}$	2321,25	$\pm 581,04$	61,90	$\pm 2,00$
PG1244+026	$8,02 \times 10^{-15}$	$\pm 6,81 \times 10^{-16}$	1603,91	$\pm 825,29$	23,41	$\pm 1,68$
PG1016+336	$4,13 \times 10^{-15}$	$\pm 5,95 \times 10^{-16}$	1501,82	$\pm 230,71$	32,63	$\pm 0,68$
PG1126-041	$1,19 \times 10^{-13}$	$\pm 2,99 \times 10^{-15}$	2648,98	$\pm 651,63$	55,24	$\pm 9,14$
PG1404+226	$9,82 \times 10^{-15}$	$\pm 1,27 \times 10^{-15}$	1708,98	$\pm 690,03$	37,93	$\pm 5,96$
PG1448+273	$2,74 \times 10^{-14}$	$- 1,10 \times 10^{-15}$	2266,31	$- 809,32$	3,06	$- 0,90$
PG1612+261	$4,17 \times 10^{-14}$	$\pm 1,40 \times 10^{-15}$	2840,67	$\pm 1340,55$	94,96	$\pm 3,83$
PHL1092	$1,79 \times 10^{-15}$	$\pm 1,15 \times 10^{-16}$	1254,54	$\pm 73,49$	34,64	$\pm 3,42$
RXJ0922.8+5121	-	-	-	-	-	-
SDSSJ091313.73+365817.2	$3,63 \times 10^{-15}$	$\pm 7,62 \times 10^{-16}$	3428,85	$\pm 2009,60$	39,66	$\pm 5,23$
SDSSJ094554.40+423839.9	$5,83 \times 10^{-15}$	$\pm 4,56 \times 10^{-16}$	963,57	$\pm 483,22$	21,21	$\pm 2,45$
SDSSJ120226.75-012915.2	-	-	-	-	-	-
SDSSJ133205.29+312736.4	$8,06 \times 10^{-15}$	$- 6,15 \times 10^{-16}$	1926,42	$- 848,42$	3,12	$- 1,49$
SDSSJ133435.38+575015.6	$8,12 \times 10^{-15}$	$\pm 4,81 \times 10^{-16}$	2186,37	$\pm 846,16$	50,95	$\pm 2,32$
SDSSJ134426.41+441620.0	$6,43 \times 10^{-14}$	$\pm 5,83 \times 10^{-15}$	2723,52	$\pm 841,49$	54,75	$\pm 42,58$
SDSSJ144111.54-021235.1	$1,29 \times 10^{-15}$	$\pm 2,63 \times 10^{-16}$	2221,36	$\pm 463,85$	53,38	$\pm 9,95$
SDSSJ152217.36+164828.3	$5,57 \times 10^{-15}$	$- 2,81 \times 10^{-16}$	2871,44	$- 465,69$	9,60	$- 3,32$
SDSSJ154351.92+162422.1	$8,53 \times 10^{-15}$	$\pm 8,51 \times 10^{-16}$	4452,51	$\pm 1923,17$	52,25	$\pm 3,12$
SDSSJ155318.72+170202.9	$2,51 \times 10^{-15}$	$\pm 2,40 \times 10^{-16}$	2021,09	$\pm 402,85$	27,55	$\pm 0,81$
SDSSJ171304.46+352333.5	$8,00 \times 10^{-15}$	$- 1,71 \times 10^{-16}$	661,49	$- 274,05$	31,99	$- 0,66$
SDSSJ215924.00+011305.4	$1,18 \times 10^{-15}$	$- 7,47 \times 10^{-17}$	2209,82	$- 777,64$	33,86	$- 1,95$
SDSSJ224028.85-010649.9	-	-	-	-	-	-
Ton0156	$1,07 \times 10^{-14}$	$3,97 \times 10^{-16}$	2648,32	887,45	87,84	2,68
Ton1571	$6,46 \times 10^{-15}$	$2,41 \times 10^{-16}$	773,49	46,62	40,68	1,76
Tons180	$3,61 \times 10^{-14}$	$2,96 \times 10^{-15}$	2615,46	677,09	31,84	24,01

Tabela B.7 - Propriedades obtidas a partir do ajuste da linha de Pa γ em 10938 Å.

AGN EW	AGN	Fluxo Total (erg cm ⁻² s ⁻¹)	FWHM (km/s)
1H1934-063	3,60 × 10 ⁻¹⁴	± 4,73 × 10 ⁻¹⁶	1607,00 ± 799,99 24,95 ± 2,44
1H2107-097	7,72 × 10 ⁻¹⁴	± 1,59 × 10 ⁻¹⁵	2038,80 ± 1015,65 45,14 ± 0,98
Ark564	4,78 × 10 ⁻¹⁴	± 9,98 × 10 ⁻¹⁶	1301,87 ± 638,38 28,00 ± 0,62
Fairall009	2,38 × 10 ⁻¹³	± 1,32 × 10 ⁻¹⁴	4921,98 ± 2396,92 76,30 ± 4,70
H1143-182	1,15 × 10 ⁻¹³	± 1,48 × 10 ⁻¹⁵	2175,86 ± 1086,18 132,09 ± 38,71
IRAS02065+4705	7,11 × 10 ⁻¹⁵	± 2,23 × 10 ⁻¹⁶	1756,17 ± 876,54 30,96 ± 1,12
IRAS07598+6508	-	-	- - - -
IRAS09426+1929	4,22 × 10 ⁻¹⁵	± 5,57 × 10 ⁻¹⁶	2025,07 ± 992,44 25,76 ± 3,19
IRAS10026+4347	1,72	± 1,56E-01	1262,35 ± 595,97 9,94 ± 2,40
IRAS11598-0112	-	-	- - - -
IRAS13224-3809	2,99 × 10 ⁻¹⁵	± 5,73 × 10 ⁻¹⁶	959,82 ± 33,97 10,61 ± 0,54
IRAS20037-1547	1,46 × 10 ⁻¹⁴	± 9,53 × 10 ⁻¹⁶	2335,98 ± 1149,46 31,41 ± 2,41
IRAS20520-2329	7,15 × 10 ⁻¹⁶	± 3,07 × 10 ⁻¹⁷	2186,12 ± 970,95 21,48 ± 0,78
IRAS21219-1757	3,41 × 10 ⁻¹⁵	± 7,51 × 10 ⁻¹⁷	2242,92 ± 1057,38 32,58 ± 0,91
I Zw1	5,91 × 10 ⁻¹⁴	± 8,28 × 10 ⁻¹⁵	3440,42 ± 1654,23 31,22 ± 2,63
Mrk124	1,06 × 10 ⁻¹⁴	± 5,23 × 10 ⁻¹⁶	1604,59 ± 790,25 16,28 ± 0,76
Mrk42	6,00 × 10 ⁻¹⁵	± 6,16 × 10 ⁻¹⁶	1297,16 ± 594,41 10,80 ± 1,11
Mrk142	5,77 × 10 ⁻¹⁵	± 2,48 × 10 ⁻¹⁶	1669,01 ± 797,98 29,54 ± 1,29
Mrk231	-	-	- - - -
Mrk279	1,59 × 10 ⁻¹⁴	± 2,85 × 10 ⁻¹⁵	2074,63 ± 983,62 14,23 ± 4,79
Mrk291	2,65 × 10 ⁻¹⁵	± 8,43 × 10 ⁻¹⁶	1620,34 ± 701,53 8,32 ± 2,22
Mrk334	-	-	- - - -
Mrk335	-	-	- - - -
Mrk478	3,40 × 10 ⁻¹⁴	± 2,49 × 10 ⁻¹⁶	1853,44 ± 912,16 18,74 ± 0,14
Mrk493	1,40 × 10 ⁻¹⁴	± 5,12 × 10 ⁻¹⁶	1632,76 ± 694,14 12,48 ± 0,48
Mrk504	1,49 × 10 ⁻¹⁴	± 2,71 × 10 ⁻¹⁶	2126,61 ± 1055,61 33,44 ± 0,54
Mrk507	-	-	- - - -
Mrk509	1,03 × 10 ⁻¹²	± 2,44 × 10 ⁻¹⁴	1698,28 ± 688,45 102,36 ± 7,46
Mrk684	2,03 × 10 ⁻¹⁴	± 8,11 × 10 ⁻¹⁶	1585,22 ± 788,04 13,29 ± 0,52
Mrk734	2,91 × 10 ⁻¹⁴	± 1,86 × 10 ⁻¹⁵	1743,06 ± 861,35 19,83 ± 1,40
Mrk766	7,66 × 10 ⁻¹⁴	± 2,62 × 10 ⁻¹⁵	2007,51 ± 1010,84 51,10 ± 31,92
Mrk896	1,28 × 10 ⁻¹⁴	± 1,74 × 10 ⁻¹⁵	1658,31 ± 798,93 10,00 ± 2,32
Mrk1044	3,03 × 10 ⁻¹⁴	± 1,80 × 10 ⁻¹⁵	1636,96 ± 801,06 27,81 ± 1,79
Mrk1239	9,28 × 10 ⁻¹⁴	± 3,19 × 10 ⁻¹⁵	1469,76 ± 710,06 24,91 ± 0,86
Mrk1347	-	-	- - - -
NGC3080	7,71 × 10 ⁻¹⁵	± 4,63 × 10 ⁻¹⁶	1704,90 ± 830,98 27,64 ± 1,79
NGC4051	3,79 × 10 ⁻¹⁴	± 2,57 × 10 ⁻¹⁵	1375,38 ± 700,63 8,24 ± 0,81
NGC4151	2,07 × 10 ⁻¹³	± 1,27 × 10 ⁻¹⁴	1401,68 ± 538,50 165,53 ± 84,46
NGC4748	4,34 × 10 ⁻¹⁴	± 1,04 × 10 ⁻¹⁵	1617,03 ± 806,33 26,11 ± 0,72
NGC5548	3,30 × 10 ⁻¹⁴	± 2,48 × 10 ⁻¹⁵	2475,55 ± 1219,35 143,04 ± 99,04
NGC7469	1,51 × 10 ⁻¹³	± 2,76 × 10 ⁻¹⁵	2230,54 ± 1114,20 47,68 ± 0,66
PG1415+451	9,81 × 10 ⁻¹⁵	± 4,64 × 10 ⁻¹⁶	2536,62 ± 1244,21 22,62 ± 1,46
PG1519+226	1,28 × 10 ⁻¹⁴	± 1,30 × 10 ⁻¹⁶	2063,86 ± 1028,01 28,20 ± 0,66
PG1244+026	6,72 × 10 ⁻¹⁵	± 3,05 × 10 ⁻¹⁶	853,31 ± 420,90 22,14 ± 0,89
PG1016+336	5,40 × 10 ⁻¹⁵	± 2,58 × 10 ⁻¹⁶	1579,38 ± 757,21 18,65 ± 0,94
PG1126-041	8,27 × 10 ⁻¹⁴	± 8,43 × 10 ⁻¹⁶	2617,61 ± 1302,88 44,39 ± 0,45
PG1404+226	9,27 × 10 ⁻¹⁵	± 4,90 × 10 ⁻¹⁶	3192,99 ± 1599,71 33,96 ± 1,59
PG1448+273	1,96 × 10 ⁻¹⁴	± 4,03 × 10 ⁻¹⁶	2300,19 ± 1136,20 21,83 ± 0,43
PG1612+261	3,38 × 10 ⁻¹⁴	± 6,91 × 10 ⁻¹⁶	2269,80 ± 1133,23 120,37 ± 30,99
PHL1092	2,46 × 10 ⁻¹⁵	± 1,04 × 10 ⁻¹⁶	1589,39 ± 561,10 42,18 ± 1,68
RXJ0922.8+5121	-	-	- - - ± -
SDSSJ091313.73+365817.2	2,16 × 10 ⁻¹⁵	± 1,15 × 10 ⁻¹⁶	1809,26 ± 973,29 25,68 ± 1,41
SDSSJ094554.40+423839.9	4,11 × 10 ⁻¹⁵	± 1,93 × 10 ⁻¹⁶	830,77 ± 399,41 15,70 ± 1,25
SDSSJ120226.75-012915.2	-	-	- - - -
SDSSJ133205.29+312736.4	3,61 × 10 ⁻¹⁵	± 3,33 × 10 ⁻¹⁶	1321,97 ± 617,86 16,40 ± 1,50
SDSSJ133435.38+575015.6	5,95 × 10 ⁻¹⁵	± 1,88 × 10 ⁻¹⁶	2016,58 ± 1008,39 25,11 ± 0,91
SDSSJ134426.41+441620.0	3,16 × 10 ⁻¹⁴	± 1,17 × 10 ⁻¹⁵	1618,28 ± 802,87 29,95 ± 0,86
SDSSJ144111.54-021235.1	3,37 × 10 ⁻¹⁶	± 5,70 × 10 ⁻¹⁸	1232,19 ± 574,06 9,00 ± 0,36
SDSSJ152217.36+164828.3	2,82 × 10 ⁻¹⁵	± 1,07 × 10 ⁻¹⁶	1760,28 ± 726,15 18,47 ± 0,93
SDSSJ154351.92+162422.1	5,08 × 10 ⁻¹⁵	± 2,45 × 10 ⁻¹⁶	2587,45 ± 1133,79 49,06 ± 4,40
SDSSJ155318.72+170202.9	8,04 × 10 ⁻¹⁶	± 2,22 × 10 ⁻¹⁶	1445,23 ± 641,26 5,84 ± 1,61
SDSSJ171304.46+352333.5	3,36 × 10 ⁻¹⁵	± 1,86 × 10 ⁻¹⁶	984,06 ± 424,43 11,50 ± 0,61
SDSSJ215924.00+011305.4	1,10 × 10 ⁻¹⁵	± 3,02 × 10 ⁻¹⁷	2816,73 ± 1396,46 26,31 ± 0,72
SDSSJ224028.85-010649.9	-	-	- - - -
Ton0156	8,08 × 10 ⁻¹⁵	± 3,63 × 10 ⁻¹⁶	2222,95 ± 1108,55 38,63 ± 1,75
Ton1571	3,55 × 10 ⁻¹⁵	± 3,63 × 10 ⁻¹⁶	1806,65 ± 897,86 13,71 ± 1,56
Tons180	1,33 × 10 ⁻¹⁴	± 5,45 × 10 ⁻¹⁶	1012,13 ± 143,33 39,38 ± 2,20

Tabela B.8 - Propriedades obtidas a partir do ajuste da linha de He I em 10830 Å.

AGN	Fluxo Total ($\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$)		FWHM (km/s)		EW				
1H1934-063	$6,04 \times 10^{-14}$	±	$2,04 \times 10^{-15}$	2074,09	±	1027,87	34,63	±	1,07
1H2107-097	$1,82 \times 10^{-13}$	±	$4,40 \times 10^{-15}$	2479,88	±	1231,78	95,42	±	3,52
Ark564	$8,23 \times 10^{-14}$	±	$2,13 \times 10^{-15}$	1653,22	±	790,98	45,92	±	1,17
Fairall009	$2,54 \times 10^{-13}$	±	$1,52 \times 10^{-14}$	3077,46	±	1524,94	73,88	±	4,54
H1143-182	$2,68 \times 10^{-13}$	±	$6,72 \times 10^{-15}$	2375,44	±	1179,11	90,52	±	26,74
IRAS02065+4705	$1,23 \times 10^{-14}$	±	$7,77 \times 10^{-16}$	2489,66	±	1230,15	47,70	±	3,14
IRAS07598+6508	-	-	-	-	-	-	-	-	-
IRAS09426+1929	$3,40 \times 10^{-15}$	±	$9,14 \times 10^{-16}$	3219,20	±	1292,18	16,27	±	4,81
IRAS10026+4347	8,43	±	7,28	4000,00	±	2000,00	44,43	±	4,89
IRAS11598-0112	-	-	-	-	-	-	-	-	-
IRAS13224-3809	$8,02 \times 10^{-15}$	±	$3,88 \times 10^{-16}$	915,18	±	397,07	14,12	±	1,27
IRAS20037-1547	$1,49 \times 10^{-14}$	±	$2,02 \times 10^{-15}$	4000,00	±	2000,00	31,19	±	4,29
IRAS20520-2329	$1,18 \times 10^{-15}$	±	$4,71 \times 10^{-17}$	2473,01	±	1051,28	30,30	±	1,16
IRAS21219-1757	$6,14 \times 10^{-15}$	±	$1,08 \times 10^{-16}$	2099,07	±	874,13	54,73	±	1,26
IZw1	$1,20 \times 10^{-13}$	±	$3,91 \times 10^{-15}$	1561,89	±	757,93	63,98	±	1,90
<i>Mrk124</i>	$2,48 \times 10^{-14}$	±	$2,95 \times 10^{-15}$	3094,94	±	1529,52	31,63	±	3,96
Mrk42	$9,98 \times 10^{-15}$	±	$6,08 \times 10^{-16}$	1591,63	±	710,51	17,22	±	0,96
<i>Mrk142</i>	$1,09 \times 10^{-14}$	±	$3,09 \times 10^{-16}$	1673,24	±	559,59	46,96	±	2,97
Mrk231	0,00	±	0,00	0,00	±	0,00	-	±	-
Mrk279	$1,01 \times 10^{-13}$	±	$4,51 \times 10^{-15}$	3335,65	±	1615,23	87,75	±	4,55
Mrk291	$3,70 \times 10^{-15}$	±	$4,06 \times 10^{-16}$	1611,33	±	751,56	9,49	±	1,02
Mrk334	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Mrk335	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Mrk478	$6,63 \times 10^{-14}$	±	$2,42 \times 10^{-15}$	2007,05	±	974,50	34,13	±	1,25
Mrk493	$2,46 \times 10^{-14}$	±	$3,79 \times 10^{-16}$	1366,79	±	587,50	18,31	±	0,26
Mrk504	$2,95 \times 10^{-14}$	±	$7,96 \times 10^{-16}$	1813,70	±	879,20	61,66	±	1,81
Mrk507	0,00	±	0,00	0,00	±	0,00	-	±	-
Mrk509	$4,84 \times 10^{-12}$	±	$5,42 \times 10^{-14}$	3165,65	±	1352,32	109,16	±	4,97
Mrk684	$2,58 \times 10^{-14}$	±	$4,97 \times 10^{-15}$	2316,42	±	1094,41	16,38	±	3,49
Mrk734	$5,16 \times 10^{-14}$	±	$5,41 \times 10^{-15}$	2758,50	±	1261,06	36,31	±	3,70
Mrk766	$1,81 \times 10^{-13}$	±	$6,98 \times 10^{-15}$	1645,02	±	754,07	57,78	±	20,52
Mrk896	$2,86 \times 10^{-14}$	±	$5,68 \times 10^{-16}$	1273,19	±	613,05	24,07	±	0,50
Mrk1044	$6,76 \times 10^{-14}$	+/-	$3,06 \times 10^{-15}$	2086,59	+/-	1012,57	60,92	+/-	2,72
Mrk1239	$2,66 \times 10^{-13}$	±	$3,68 \times 10^{-15}$	816,90	±	401,60	55,47	±	1,97
Mrk1347	-	-	-	-	-	-	-	-	-
NGC3080	$2,58 \times 10^{-14}$	±	$1,04 \times 10^{-15}$	2312,23	±	1114,27	89,40	±	4,30
NGC4051	$1,13 \times 10^{-13}$	±	$4,75 \times 10^{-15}$	1660,60	±	768,79	32,02	±	1,23
NGC4151	$9,13 \times 10^{-13}$	±	$1,36 \times 10^{-13}$	3302,42	±	1284,98	43,09	±	39,92
NGC4748	$8,95 \times 10^{-14}$	±	$3,33 \times 10^{-15}$	2264,56	±	1121,85	51,13	±	1,69
NGC5548	$1,06 \times 10^{-13}$	±	$7,47 \times 10^{-15}$	3420,35	±	1694,03	81,29	±	67,63
NGC7469	$3,45 \times 10^{-13}$	±	$7,38 \times 10^{-15}$	2584,76	±	1285,49	84,96	±	3,05
PG1415+451	$2,36 \times 10^{-14}$	±	$8,45 \times 10^{-16}$	2529,80	±	1171,89	40,87	±	1,75
PG1519+226	$2,84 \times 10^{-14}$	±	$2,63 \times 10^{-16}$	2809,70	±	1396,60	60,17	±	0,55
PG1244+026	$8,62 \times 10^{-15}$	±	$1,11 \times 10^{-15}$	2110,47	±	855,08	29,95	±	1,20
PG1016+336	$1,07 \times 10^{-14}$	±	$5,44 \times 10^{-16}$	1959,11	±	951,78	33,88	±	1,57
PG1126-041	$1,07 \times 10^{-13}$	±	$1,92 \times 10^{-15}$	2587,51	±	1286,98	49,84	±	0,95
PG1404+226	$8,91 \times 10^{-15}$	±	$2,34 \times 10^{-16}$	1596,74	±	772,83	32,07	±	0,80
PG1448+273	$2,83 \times 10^{-14}$	±	$1,35 \times 10^{-15}$	2170,57	±	1076,04	29,48	±	1,48
PG1612+261	$6,65 \times 10^{-14}$	±	$1,21 \times 10^{-15}$	2666,54	±	1330,19	86,11	±	21,37
PHL1092	$1,49 \times 10^{-15}$	±	$1,05 \times 10^{-16}$	1552,84	±	318,91	20,36	±	1,76
RXJ0922.8+5121	-	-	-	-	-	-	-	-	-
SDSSJ091313.73+365817.2	$5,06 \times 10^{-15}$	±	$2,70 \times 10^{-16}$	2087,82	±	956,61	54,62	±	2,84
SDSSJ094554.40+423839.9	$1,34 \times 10^{-14}$	±	$2,72 \times 10^{-16}$	960,13	±	420,34	49,26	±	0,96
SDSSJ120226.75-012915.2	-	-	-	-	-	-	-	-	-
SDSSJ133205.29+312736.4	$1,33 \times 10^{-14}$	±	$4,26 \times 10^{-16}$	1473,39	±	699,38	46,91	±	1,62
SDSSJ133435.38+575015.6	$9,93 \times 10^{-15}$	±	$3,91 \times 10^{-16}$	2418,71	±	1173,73	39,35	±	1,70
SDSSJ134426.41+441620.0	$8,57 \times 10^{-14}$	±	$4,61 \times 10^{-15}$	2600,28	±	1278,49	49,41	±	3,00
SDSSJ144111.54-021235.1	$5,57 \times 10^{-16}$	±	$2,89 \times 10^{-17}$	2073,17	±	930,69	17,51	±	1,08
SDSSJ152217.36+164828.3	$4,73 \times 10^{-15}$	±	$3,50 \times 10^{-16}$	2059,14	±	774,90	28,12	±	1,80
SDSSJ154351.92+162422.1	$3,45 \times 10^{-15}$	±	$2,08 \times 10^{-16}$	2302,80	±	570,90	41,90	±	3,02
SDSSJ155318.72+170202.9	$3,15 \times 10^{-15}$	±	$2,96 \times 10^{-16}$	2403,14	±	1093,60	21,48	±	1,97
<i>SDSSJ171304.46+352333.5</i>	$1,47 \times 10^{-14}$	±	$2,65 \times 10^{-16}$	1243,71	±	612,95	45,28	±	0,82
SDSSJ215924.00+011305.4	$1,51 \times 10^{-15}$	±	$4,32 \times 10^{-17}$	2115,87	±	960,76	34,94	±	1,12
SDSSJ224028.85-010649.9	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Ton0156	$1,16 \times 10^{-14}$	±	$4,34 \times 10^{-16}$	3006,53	±	1491,03	50,97	±	1,88
Ton1571	$8,39 \times 10^{-15}$	±	$1,27 \times 10^{-16}$	961,38	±	468,72	40,49	±	0,34
Tons180	$2,41 \times 10^{-14}$	±	$6,59 \times 10^{-16}$	763,94	±	493,35	39,29	±	3,07

Tabela B.9 - Propriedades obtidas a partir do ajuste da linha de O I em 10830 Å.

AGN	Fluxo Total (erg cm ⁻² s ⁻¹)		FWHM (km/s)		EW				
1H1934-063	2,87 × 10 ⁻¹⁴	±	1,65 × 10 ⁻¹⁵	1003,44	±	445,21	18,88	±	2,18
1H2107-097	1,98 × 10 ⁻¹⁴	±	6,90 × 10 ⁻¹⁶	1777,72	±	726,87	14,45	±	1,37
Ark564	3,83 × 10 ⁻¹⁴	±	1,05 × 10 ⁻¹⁵	655,42	±	280,41	26,28	±	0,49
Fairall009	1,06 × 10 ⁻¹⁴	±	3,40 × 10 ⁻¹⁵	2487,54	±	487,54	8,37	±	3,62
H1143-182	2,86 × 10 ⁻¹⁴	±	1,01 × 10 ⁻¹⁵	1618,83	±	695,69	20,86	±	1,84
IRAS02065+4705	6,74 × 10 ⁻¹⁵	±	3,62 × 10 ⁻¹⁶	1695,43	±	792,81	29,84	±	3,21
IRAS07598+6508	-	-	-	-	-	-	-	-	-
IRAS09426+1929	2,22 × 10 ⁻¹⁵	±	1,32 × 10 ⁻¹⁶	1553,29	±	705,50	13,23	±	0,79
IRAS10026+4347	-	-	-	-	-	-	-	-	-
IRAS11598-0112	-	-	-	-	-	-	-	-	-
IRAS13224-3809	-	-	-	-	-	-	-	-	-
IRAS20037-1547	-	-	-	-	-	-	-	-	-
IRAS20520-2329	7,20 × 10 ⁻¹⁶	±	1,47 × 10 ⁻¹⁶	1802,86	±	91,13	33,28	±	12,54
IRAS21219-1757	1,61 × 10 ⁻¹⁵	±	1,22 × 10 ⁻¹⁶	1545,48	±	600,89	17,18	±	2,14
<i>IZw1</i>	3,89 × 10 ⁻¹⁴	±	8,62 × 10 ⁻¹⁶	872,36	±	419,07	22,98	±	0,44
<i>Mrk124</i>	9,41 × 10 ⁻¹⁵	±	1,00 × 10 ⁻¹⁵	1463,99	±	621,09	13,71	±	2,93
Mrk42	8,30 × 10 ⁻¹⁵	±	3,20 × 10 ⁻¹⁶	694,35	±	308,42	15,92	±	1,34
Mrk142	3,06 × 10 ⁻¹⁵	±	2,11 × 10 ⁻¹⁶	1437,96	±	629,93	16,74	±	2,23
Mrk231	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Mrk279	9,01 × 10 ⁻¹⁵	±	9,06 × 10 ⁻¹⁶	2618,45	±	1424,13	6,62	±	2,06
Mrk291	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Mrk334	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Mrk335	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Mrk478	2,25 × 10 ⁻¹⁴	±	7,95 × 10 ⁻¹⁶	1221,12	±	555,61	12,78	±	0,99
Mrk493	1,02 × 10 ⁻¹⁴	±	3,45 × 10 ⁻¹⁶	751,37	±	256,01	9,27	±	1,32
Mrk504	4,07 × 10 ⁻¹⁵	±	2,86 × 10 ⁻¹⁶	1807,09	±	842,17	9,27	±	1,30
Mrk507	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Mrk509	4,94 × 10 ⁻¹³	±	2,02 × 10 ⁻¹⁴	2395,42	±	773,92	25,87	±	2,61
Mrk684	1,06 × 10 ⁻¹⁴	±	1,17 × 10 ⁻¹⁵	1379,38	±	553,28	7,43	±	1,64
Mrk734	1,37 × 10 ⁻¹⁴	±	8,98 × 10 ⁻¹⁶	1510,58	±	611,04	13,34	±	1,51
Mrk766	4,97 × 10 ⁻¹⁴	+/-	1,79 × 10 ⁻¹⁵	1366,23	+/-	640,46	22,27	+/-	1,61
Mrk896	8,92 × 10 ⁻¹⁵	±	2,92 × 10 ⁻¹⁶	1246,28	±	619,30	7,44	±	0,42
Mrk1044	1,41 × 10 ⁻¹⁴	±	1,50 × 10 ⁻¹⁵	891,56	±	224,96	16,11	±	3,55
Mrk1239	5,77 × 10 ⁻¹⁴	±	1,42 × 10 ⁻¹⁵	1109,43	±	457,67	18,40	±	0,28
Mrk1347	-	-	-	-	-	-	-	-	-
NGC3080	3,98 × 10 ⁻¹⁵	±	2,31 × 10 ⁻¹⁶	1398,04	±	588,67	18,71	±	1,99
NGC4051	4,83 × 10 ⁻¹⁴	±	4,44 × 10 ⁻¹⁵	1029,76	±	499,33	11,35	±	2,01
NGC4151	4,19 × 10 ⁻¹⁴	±	6,15 × 10 ⁻¹⁵	2988,63	±	988,63	15,18	±	3,62
NGC4748	2,07 × 10 ⁻¹⁴	±	1,56 × 10 ⁻¹⁵	1662,11	±	712,89	14,36	±	2,07
NGC5548	-	-	-	-	-	-	-	-	-
NGC7469	4,19 × 10 ⁻¹⁴	±	8,96 × 10 ⁻¹⁶	1788,48	±	781,19	13,14	±	0,74
PG1415+451	4,75 × 10 ⁻¹⁵	±	3,83 × 10 ⁻¹⁶	1759,50	±	778,48	10,07	±	1,51
PG1519+226	5,89 × 10 ⁻¹⁵	±	5,40 × 10 ⁻¹⁶	1712,62	±	711,75	15,78	±	2,57
PG1244+026	5,63 × 10 ⁻¹⁵	±	1,45 × 10 ⁻¹⁶	868,65	±	408,69	17,83	±	0,46
PG1016+336	4,29 × 10 ⁻¹⁵	±	2,64 × 10 ⁻¹⁶	845,33	±	326,65	15,18	±	2,14
PG1126-041	3,56 × 10 ⁻¹⁴	±	1,82 × 10 ⁻¹⁵	1818,23	±	609,38	26,60	±	3,32
PG1404+226	5,97 × 10 ⁻¹⁵	±	3,63 × 10 ⁻¹⁶	905,13	±	396,21	23,88	±	2,87
PG1448+273	1,16 × 10 ⁻¹⁴	±	4,64 × 10 ⁻¹⁶	818,65	±	304,74	15,96	±	1,98
PG1612+261	8,78 × 10 ⁻¹⁵	±	6,70 × 10 ⁻¹⁶	2205,50	±	1038,23	19,22	±	2,93
PHL1092	-	-	-	-	-	-	-	-	-
RXJ0922.8+5121	-	-	-	-	-	-	-	-	-
SDSSJ091313.73+365817.2	1,03 × 10 ⁻¹⁵	±	5,41 × 10 ⁻¹⁷	1172,28	±	436,71	15,85	±	1,92
SDSSJ094554.40+423839.9	3,04 × 10 ⁻¹⁵	±	2,34 × 10 ⁻¹⁶	940,55	±	433,85	11,18	±	0,93
SDSSJ120226.75-012915.2	-	-	-	-	-	-	-	-	-
SDSSJ133205.29+312736.4	4,84 × 10 ⁻¹⁵	±	9,72 × 10 ⁻¹⁷	677,56	±	311,49	20,50	±	0,30
SDSSJ133435.38+575015.6	1,93 × 10 ⁻¹⁵	±	2,23 × 10 ⁻¹⁶	2000,74	±	564,71	13,86	±	2,84
<i>SDSSJ134426.41+441620.0</i>	2,13 × 10 ⁻¹⁴	±	1,41 × 10 ⁻¹⁵	1266,11	±	353,77	26,45	±	3,30
SDSSJ144111.54-021235.1	2,35 × 10 ⁻¹⁶	±	1,47 × 10 ⁻¹⁷	1134,19	±	546,47	7,36	±	0,82
SDSSJ152217.36+164828.3	2,32 × 10 ⁻¹⁵	±	1,55 × 10 ⁻¹⁶	817,40	±	13,32	22,61	±	6,93
SDSSJ154351.92+162422.1	1,31 × 10 ⁻¹⁵	±	1,14 × 10 ⁻¹⁶	1507,62	±	451,14	38,38	±	8,53
SDSSJ155318.72+170202.9	1,28 × 10 ⁻¹⁵	±	1,48 × 10 ⁻¹⁶	1056,84	±	384,32	9,63	±	2,22
SDSSJ171304.46+352333.5	4,76 × 10 ⁻¹⁵	±	1,59 × 10 ⁻¹⁶	687,83	±	314,48	16,41	±	0,49
SDSSJ215924.00+011305.4	5,12 × 10 ⁻¹⁶	±	3,55 × 10 ⁻¹⁷	1991,20	±	844,38	12,67	±	1,71
SDSSJ224028.85-010649.9	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Ton0156	1,50 × 10 ⁻¹⁵	±	2,73 × 10 ⁻¹⁶	1282,64	±	220,11	15,08	±	3,68
Ton1571	3,30 × 10 ⁻¹⁵	±	1,04 × 10 ⁻¹⁶	756,58	±	338,88	16,98	±	0,60
Tons180	8,44 × 10 ⁻¹⁵	±	6,22 × 10 ⁻¹⁶	787,26	±	89,05	37,69	±	4,04

Tabela B.10 - Propriedades obtidas a partir do ajuste da linha de S[III] em 9531 Å.

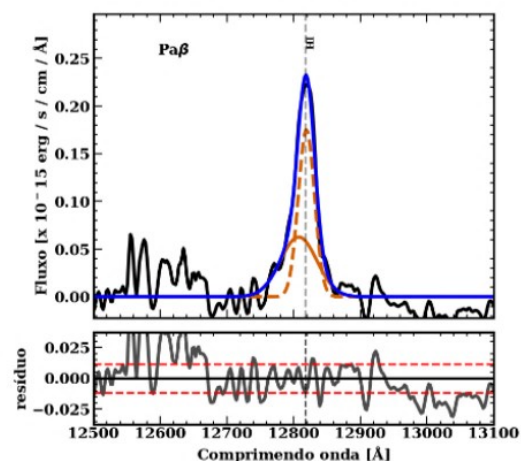
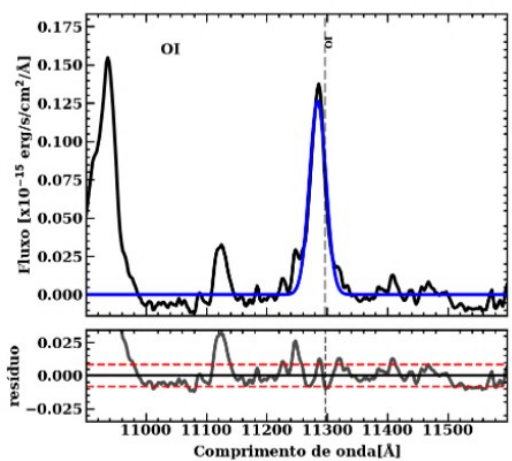
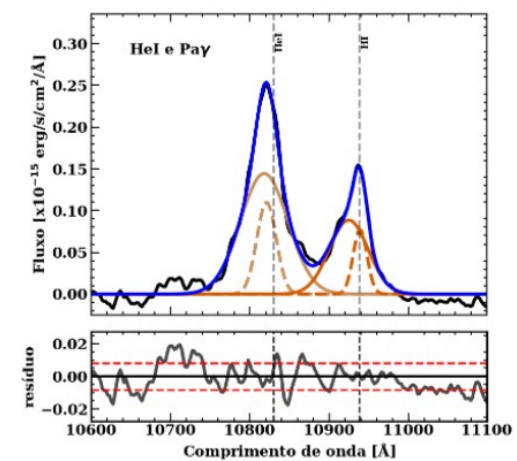
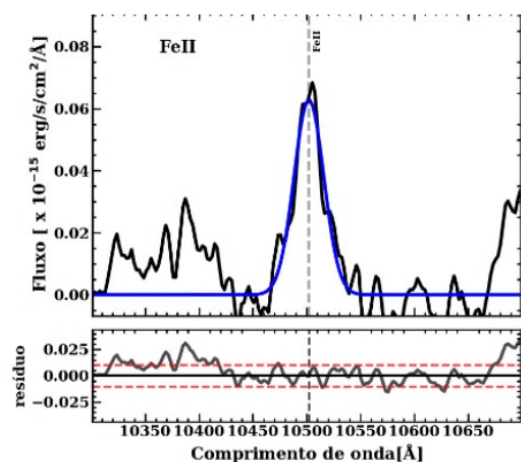
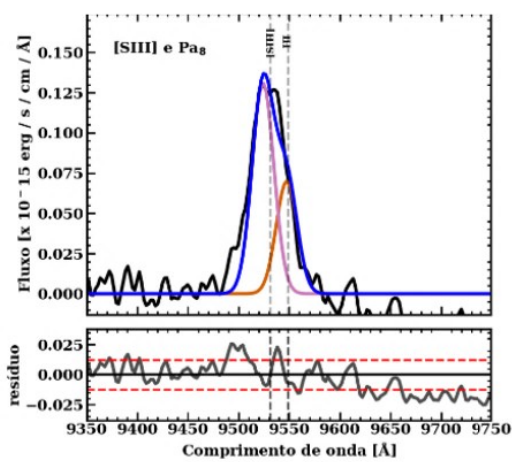
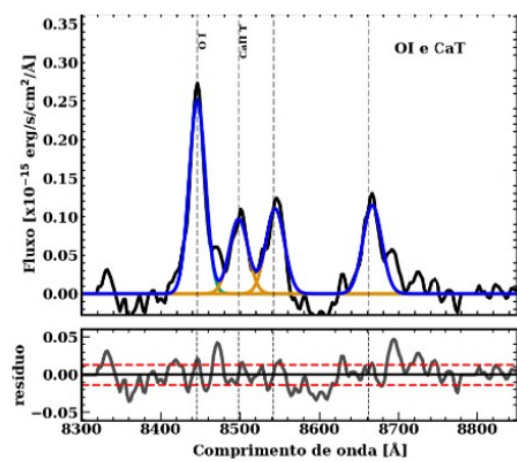
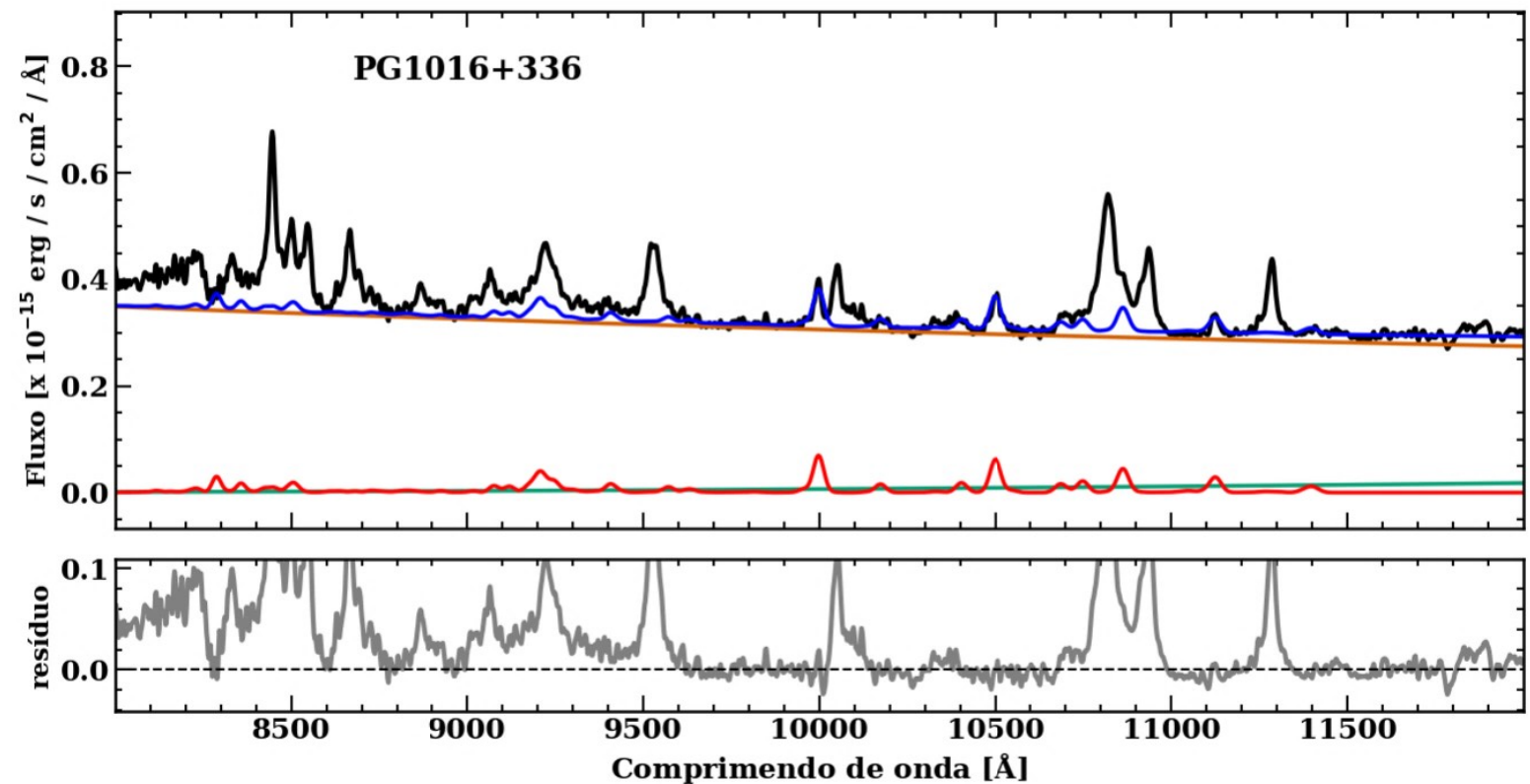
AGN	Fluxo Total (erg cm ⁻² s ⁻¹)		FWHM (km/s)		EW				
1H1934-063	6,94 × 10 ⁻¹⁴	±	5,44 × 10 ⁻¹⁶	680,37	±	340,24	38,29	±	0,34
1H2107-097	1,84 × 10 ⁻¹⁴	±	2,58 × 10 ⁻¹⁶	541,56	±	274,05	9,24	±	0,17
Ark564	5,00 × 10 ⁻¹⁴	±	5,11 × 10 ⁻¹⁶	539,28	±	268,38	18,62	±	0,83
Fairall009	3,09 × 10 ⁻¹⁴	±	2,49 × 10 ⁻¹⁵	608,73	±	313,88	7,33	±	0,56
H1143-182	1,75 × 10 ⁻¹⁴	±	3,21 × 10 ⁻¹⁶	550,74	±	284,25	9,12	±	0,10
IRAS02065+4705	4,01 × 10 ⁻¹⁵	±	1,42 × 10 ⁻¹⁶	409,36	±	204,57	15,82	±	0,56
IRAS07598+6508	-	-	-	-	-	-	-	-	-
IRAS09426+1929	6,99 × 10 ⁻¹⁶	±	4,73 × 10 ⁻¹⁷	357,35	±	194,07	2,71	±	0,45
IRAS10026+4347	-	-	-	-	-	-	-	-	-
IRAS11598-0112	-	-	-	-	-	-	-	-	-
IRAS13224-3809	5,75 × 10⁻¹⁵	±	8,52 × 10⁻¹⁶	800,00	±	400,00	8,38	±	5,85
IRAS20037-1547	7,61 × 10 ⁻¹⁶	±	1,34 × 10 ⁻¹⁶	300,00	±	139,20	1,25	±	0,73
IRAS20520-2329	2,20 × 10 ⁻¹⁶	±	1,87 × 10 ⁻¹⁷	800,00	±	400,00	5,52	±	0,34
<i>IRAS21219-1757</i>	6,76 × 10 ⁻¹⁶	±	9,75 × 10 ⁻¹⁷	800,00	±	400,00	6,40	±	0,74
<i>IZw1</i>	1,66 × 10 ⁻¹⁴	±	3,21 × 10 ⁻¹⁵	800,00	±	400,00	6,74	±	5,29
Mrk124	1,53 × 10 ⁻¹⁴	±	3,74 × 10 ⁻¹⁶	602,98	±	302,82	27,79	±	1,09
Mrk42	5,11 × 10 ⁻¹⁵	±	1,04 × 10 ⁻¹⁶	481,35	±	236,26	8,63	±	0,16
Mrk142	1,13 × 10 ⁻¹⁵	±	1,47 × 10 ⁻¹⁷	301,49	±	150,73	5,15	±	0,06
Mrk231	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Mrk279	2,94 × 10 ⁻¹⁴	±	1,21 × 10 ⁻¹⁵	736,33	±	367,02	19,92	±	0,86
Mrk291	7,51 × 10 ⁻¹⁵	±	2,14 × 10 ⁻¹⁶	558,78	±	297,03	16,87	±	0,34
Mrk334	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Mrk335	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Mrk478	1,57 × 10 ⁻¹⁴	±	8,55 × 10 ⁻¹⁶	760,97	±	379,23	7,89	±	0,40
Mrk493	9,76 × 10 ⁻¹⁵	±	3,55 × 10 ⁻¹⁶	693,28	±	344,20	6,65	±	0,28
Mrk504	4,70 × 10 ⁻¹⁵	±	8,94 × 10 ⁻¹⁷	709,93	±	358,81	7,43	±	0,20
Mrk507	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Mrk509	3,39 × 10 ⁻¹³	±	7,26 × 10 ⁻¹⁵	633,88	±	314,86	7,88	±	0,15
Mrk684	4,77 × 10 ⁻¹⁵	+/-	1,56 × 10 ⁻¹⁶	800,00	+/-	400,00	2,82	+/-	0,10
Mrk734	9,37 × 10 ⁻¹⁵	±	3,32 × 10 ⁻¹⁶	442,10	±	221,03	5,50	±	0,19
Mrk766	1,09 × 10 ⁻¹³	±	2,01 × 10 ⁻¹⁵	483,14	±	239,43	42,77	±	0,82
Mrk896	4,31 × 10 ⁻¹⁵	±	4,04 × 10 ⁻¹⁷	504,13	±	237,31	3,60	±	0,08
Mrk1044	9,25 × 10 ⁻¹⁵	±	8,49 × 10 ⁻¹⁶	674,77	±	274,77	8,36	±	0,93
Mrk1239	8,77 × 10 ⁻¹⁴	±	5,79 × 10 ⁻¹⁵	726,99	±	368,69	18,78	±	5,22
Mrk1347	-	-	-	-	-	-	-	-	-
NGC3080	1,79 × 10 ⁻¹⁵	±	4,29 × 10 ⁻¹⁷	337,25	±	172,36	5,65	±	0,09
NGC4051	6,10 × 10 ⁻¹⁴	±	3,93 × 10 ⁻¹⁶	547,48	±	277,26	13,91	±	0,28
NGC4151	6,67 × 10 ⁻¹³	±	1,93 × 10 ⁻¹⁴	621,84	±	298,08	71,92	±	2,43
NGC4748	7,47 × 10 ⁻¹⁴	±	8,90 × 10 ⁻¹⁶	652,51	±	325,57	38,83	±	0,51
NGC5548	3,08 × 10 ⁻¹⁴	±	4,60 × 10 ⁻¹⁶	591,96	±	298,70	36,41	±	0,52
NGC7469	1,13 × 10 ⁻¹³	±	1,84 × 10 ⁻¹⁵	646,16	±	324,24	25,74	±	0,24
PG1415+451	-	-	-	-	-	-	-	-	-
PG1519+226	7,47 × 10 ⁻¹⁶	±	6,50 × 10 ⁻¹⁷	710,28	±	367,20	1,63	±	0,13
PG1244+026	6,49 × 10 ⁻¹⁵	±	2,19 × 10 ⁻¹⁶	564,03	±	271,66	12,28	±	1,82
PG1016+336	3,36 × 10 ⁻¹⁵	±	2,58 × 10 ⁻¹⁶	800,00	±	400,00	10,78	±	1,57
PG1126-041	1,91 × 10 ⁻¹⁴	±	4,95 × 10 ⁻¹⁶	674,50	±	336,64	9,47	±	0,25
PG1404+226	1,87 × 10⁻¹⁵	±	2,84 × 10⁻¹⁶	800,00	±	400,00	6,35	±	0,62
PG1448+273	1,14 × 10 ⁻¹⁴	±	5,29 × 10 ⁻¹⁶	646,51	±	305,54	10,22	±	0,46
PG1612+261	2,08 × 10⁻¹⁴	±	2,80 × 10⁻¹⁶	603,36	±	297,53	41,38	±	0,56
PHL1092	-	-	-	-	-	-	-	-	-
RXJ0922.8+5121	-	-	-	-	-	-	-	-	-
SDSSJ091313.73+365817.2	1,16 × 10 ⁻¹⁵	±	9,60 × 10 ⁻¹⁷	531,09	±	264,63	12,87	±	1,15
<i>SDSSJ094554.40+423839.9</i>	2,31 × 10 ⁻¹⁵	±	1,57 × 10 ⁻¹⁶	519,80	±	258,12	6,10	±	2,08
SDSSJ120226.75-012915.2	-	-	-	-	-	-	-	-	-
SDSSJ133205.29+312736.4	3,66 × 10 ⁻¹⁵	±	4,47 × 10 ⁻¹⁶	800,00	±	400,00	10,94	±	6,06
SDSSJ133435.38+575015.6	1,30 × 10 ⁻¹⁵	±	4,96 × 10 ⁻¹⁷	383,69	±	192,20	4,82	±	0,07
SDSSJ134426.41+441620.0	1,72 × 10⁻¹⁴	±	3,70 × 10⁻¹⁶	473,15	±	229,15	10,26	±	0,29
SDSSJ144111.54-021235.1	1,58 × 10 ⁻¹⁶	±	1,85 × 10 ⁻¹⁷	800,00	±	400,00	4,23	±	0,64
SDSSJ152217.36+164828.3	1,34 × 10 ⁻¹⁵	±	1,35 × 10 ⁻¹⁶	762,52	±	362,52	6,60	±	0,64
SDSSJ154351.92+162422.1	3,08 × 10⁻¹⁶	±	2,01 × 10⁻¹⁶	800,00	±	400,00	2,76	±	0,57
SDSSJ155318.72+170202.9	1,06 × 10 ⁻¹⁵	±	5,47 × 10 ⁻¹⁷	529,62	±	259,77	7,44	±	0,38
SDSSJ171304.46+352333.5	4,12 × 10 ⁻¹⁵	±	4,15 × 10 ⁻¹⁶	800,00	±	400,00	9,54	±	4,87
SDSSJ215924.00+011305.4	4,67 × 10 ⁻¹⁶	±	4,87 × 10 ⁻¹⁷	800,00	±	400,00	11,11	±	1,20
SDSSJ224028.85-010649.9	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Ton0156	1,52 × 10 ⁻¹⁶	±	7,59 × 10 ⁻¹⁸	359,94	±	182,98	0,61	±	0,07
Ton1571	1,80 × 10 ⁻¹⁵	±	9,58 × 10 ⁻¹⁷	519,52	±	277,82	4,50	±	0,75
Tons180	5,06 × 10 ⁻¹⁵	±	4,29 × 10 ⁻¹⁶	800,00	±	400,00	4,88	±	1,77

Tabela B.11 - Propriedades obtidas a partir do ajuste da linha de Pa8 em 9548.6 Å.

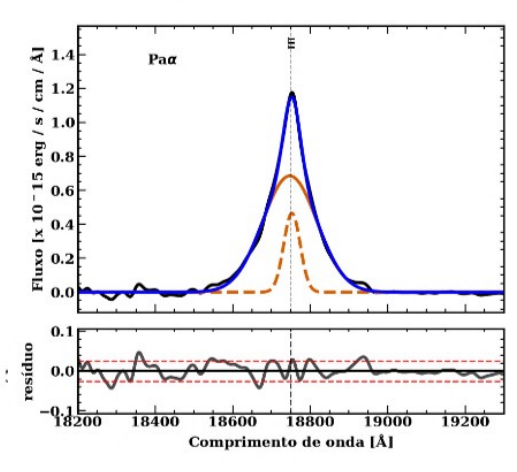
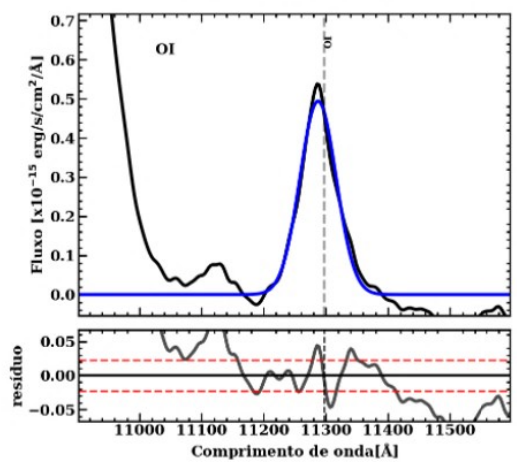
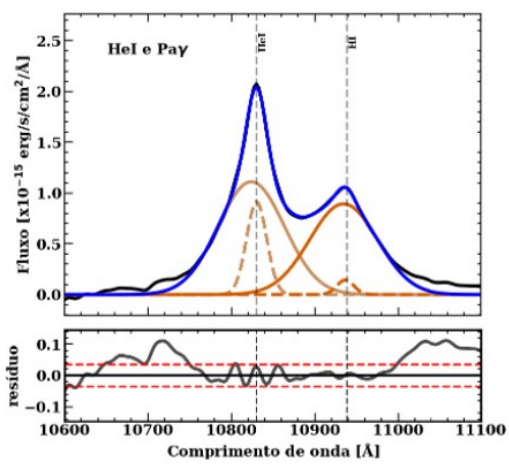
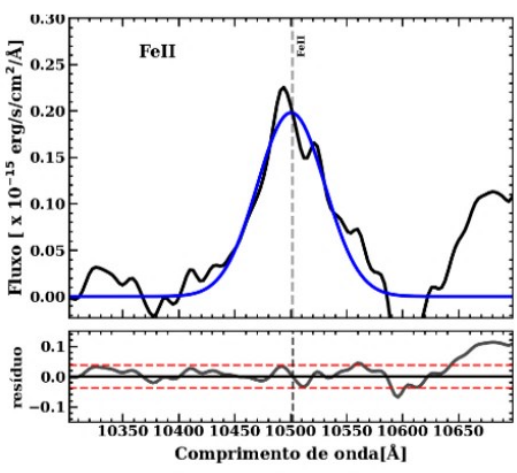
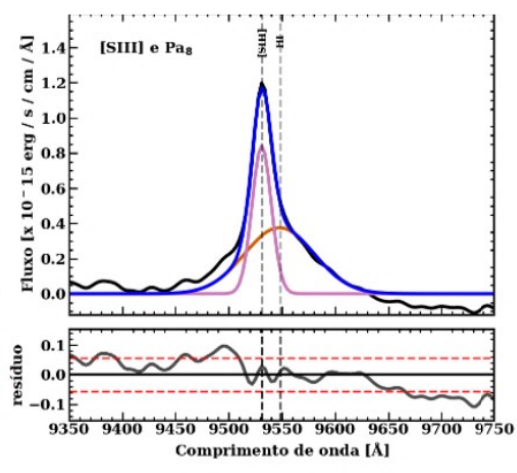
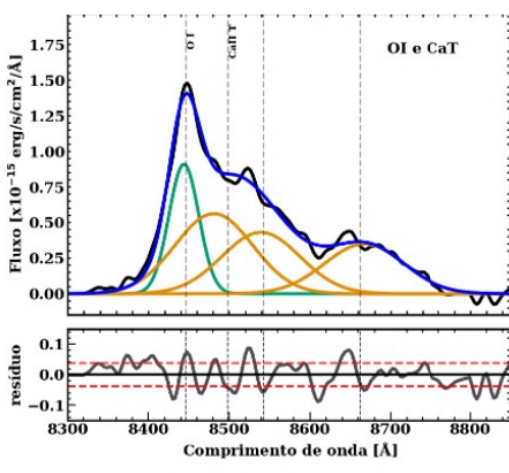
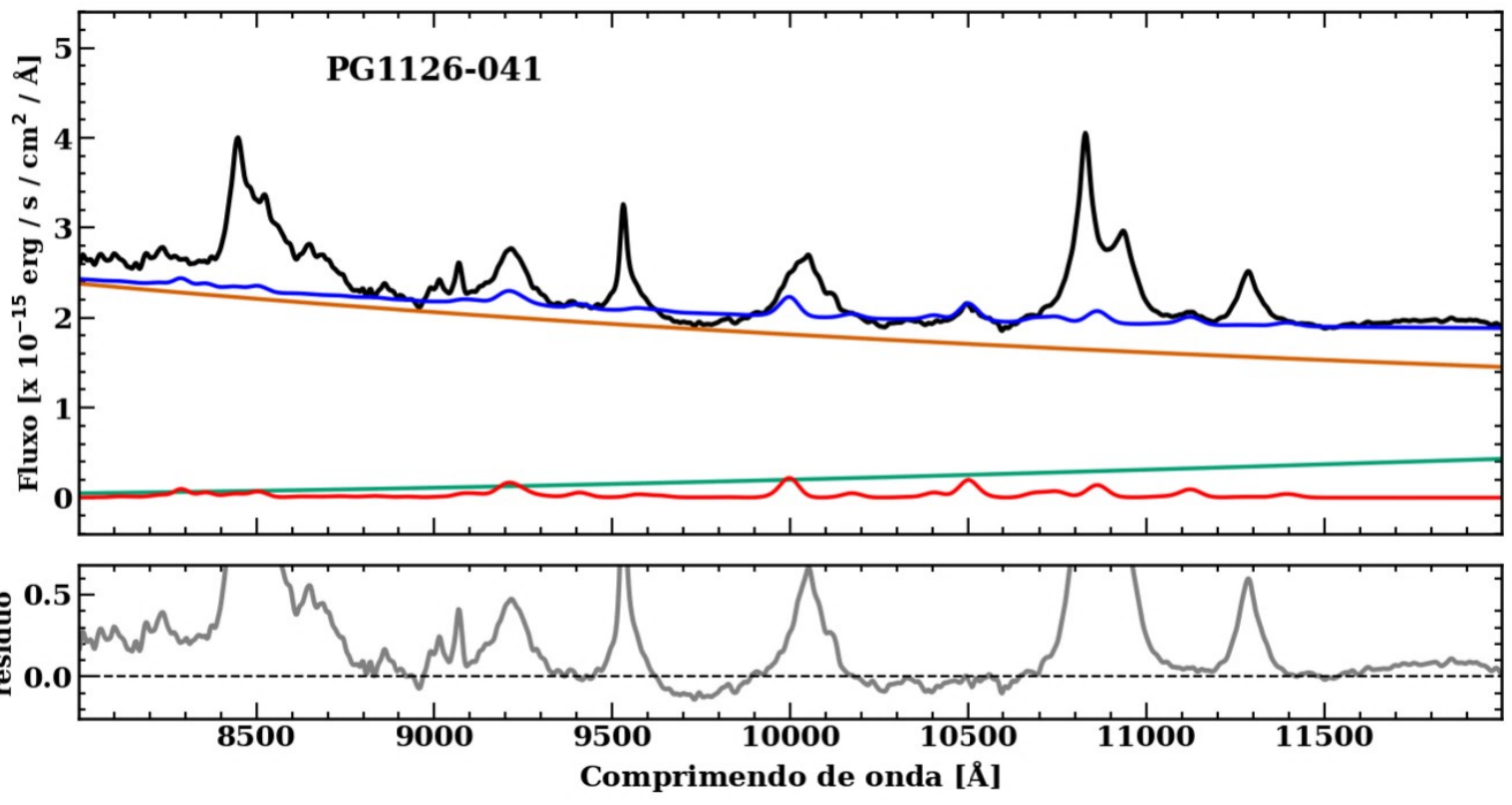
AGN	Fluxo Total (erg cm ⁻² s ⁻¹)		FWHM (km/s)		EW				
1H1934-063	1,91 × 10 ⁻¹⁴	±	1,63 × 10 ⁻¹⁵	1837,84	±	930,48	9,33	±	0,89
1H2107-097	4,25 × 10 ⁻¹⁴	±	2,09 × 10 ⁻¹⁵	2845,06	±	1540,29	20,40	±	1,31
Ark564	2,04 × 10 ⁻¹⁴	±	7,50 × 10 ⁻¹⁶	732,65	±	324,49	7,46	±	0,95
Fairall009	2,87 × 10 ⁻¹⁴	±	8,09 × 10 ⁻¹⁵	2866,30	±	866,30		±	
H1143-182	5,28 × 10 ⁻¹⁴	±	2,72 × 10 ⁻¹⁵	2358,43	±	1306,62	24,11	±	0,93
IRAS02065+4705	2,55 × 10 ⁻¹⁵	±	6,98 × 10 ⁻¹⁶	1801,24	±	520,27	10,21	±	2,95
IRAS07598+6508	0,00	±	0,00	0,00	±	0,00		±	
IRAS09426+1929	7,20 × 10 ⁻¹⁶	±	8,84 × 10 ⁻¹⁷	853,70	±	193,68	8,11	±	16,29
IRAS10026+4347	0,00	±	0,00	0,00	±	0,00	14,19	±	30,32
IRAS11598-0112	-	-	-	-	-	-	-	-	-
IRAS13224-3809	1,34 × 10⁻¹⁵	±	5,37 × 10⁻¹⁶	500,01	±	21,93	0,79	±	4,95
IRAS20037-1547	1,32 × 10 ⁻¹⁶	±	2,27 × 10 ⁻¹⁶	500,00	±	523,35	18,18	±	39,92
IRAS20520-2329	2,97 × 10 ⁻¹⁶	±	6,57 × 10 ⁻¹⁷	2408,83	±	408,83	12,86	±	4,00
IRAS21219-1757	1,11 × 10 ⁻¹⁵	±	3,17 × 10 ⁻¹⁶	2541,26	±	541,26	15,58	±	5,68
IZw1	2,48 × 10 ⁻¹⁴	±	1,80 × 10 ⁻¹⁵	937,16	±	368,86	16,13	±	14,09
Mrk124	8,01 × 10⁻¹⁵	±	2,03 × 10⁻¹⁵	3453,74	±	1453,74	0,17	±	6,72
Mrk42	3,15 × 10 ⁻¹⁵	±	1,73 × 10 ⁻¹⁶	583,18	±	224,74	4,64	±	0,22
Mrk142	2,43 × 10 ⁻¹⁵	±	1,57 × 10 ⁻¹⁶	1561,05	±	768,51	9,69	±	0,67
Mrk231	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Mrk279	2,03 × 10 ⁻¹⁴	±	5,42 × 10 ⁻¹⁵	4000,00	±	2000,00	10,97	±	4,40
Mrk291	2,95 × 10 ⁻¹⁶	±	2,05 × 10 ⁻¹⁵	4000,00	±	2016,01	0,10	±	5,08
Mrk334	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Mrk335	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Mrk478	8,78 × 10 ⁻¹⁵	±	1,27 × 10 ⁻¹⁵	1519,23	±	463,69	7,30	±	1,45
Mrk493	6,98 × 10 ⁻¹⁵	±	3,98 × 10 ⁻¹⁶	971,29	±	475,48	4,06	±	0,22
Mrk504	5,89 × 10 ⁻¹⁵	±	1,10 × 10 ⁻¹⁵	3578,89	±	2151,70	8,23	±	1,09
Mrk507	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Mrk509	6,82 × 10 ⁻¹³	±	4,45 × 10 ⁻¹⁴	2914,23	±	1383,79	18,55	±	0,81
Mrk684	9,55 × 10 ⁻¹⁵	+/-	2,95 × 10 ⁻¹⁶	1216,82	+/-	577,11	4,95	+/-	0,15
Mrk734	1,48 × 10 ⁻¹⁴	±	1,63 × 10 ⁻¹⁵	2513,63	±	1249,63	8,35	±	1,22
Mrk766	3,96 × 10 ⁻¹⁴	±	7,86 × 10 ⁻¹⁵	1673,33	±	489,33	17,30	±	2,97
Mrk896	7,45 × 10 ⁻¹⁵	±	5,79 × 10 ⁻¹⁶	1711,80	±	494,88	6,60	±	0,87
Mrk1044	2,05 × 10 ⁻¹⁴	±	2,31 × 10 ⁻¹⁵	2091,18	±	350,69	18,36	±	3,40
Mrk1239	3,23 × 10 ⁻¹⁴	±	8,58 × 10 ⁻¹⁵	1354,97	±	127,37	11,68	±	10,77
Mrk1347	-	-	-	-	-	-	-	-	-
NGC3080	6,49 × 10 ⁻¹⁵	±	1,22 × 10 ⁻¹⁵	4000,00	±	2495,63	11,71	±	1,24
NGC3227	-	-	-	-	-	-	-	-	-
NGC4051	3,68 × 10 ⁻¹⁴	±	5,00 × 10 ⁻¹⁵	2600,26	±	2003,57	3,68	±	0,77
NGC4151	3,41 × 10 ⁻¹⁴	±	7,30 × 10 ⁻¹⁴	3971,20	±	2237,04	0,57	±	9,51
NGC4748	2,58 × 10 ⁻¹⁴	±	4,74 × 10 ⁻¹⁵	2290,73	±	1080,28	12,34	±	2,11
NGC5548	6,98 × 10 ⁻¹⁵	±	3,52 × 10 ⁻¹⁵	3677,51	±	1677,51	12,79	±	5,56
NGC7469	6,63 × 10 ⁻¹⁴	±	1,19 × 10 ⁻¹⁴	3980,00	±	1980,01	19,96	±	4,13
PG1415+451	0,00	±	0,00	0,00	±	0,00	8,92	±	1,70
PG1519+226	5,56 × 10 ⁻¹⁵	±	3,44 × 10 ⁻¹⁶	2196,39	±	1001,16	13,24	±	1,03
PG1244+026	3,06 × 10 ⁻¹⁵	±	4,13 × 10 ⁻¹⁶	1151,04	±	567,29	5,90	±	3,42
PG1016+336	1,82 × 10 ⁻¹⁵	±	3,45 × 10 ⁻¹⁶	769,32	±	1230,59	16,68	±	6,52
PG1126-041	2,74 × 10 ⁻¹⁴	±	2,27 × 10 ⁻¹⁵	2410,82	±	1074,33	15,93	±	1,60
PG1404+226	3,53 × 10⁻¹⁵	±	2,08 × 10⁻¹⁶	918,71	±	533,65	5,44	±	0,27
PG1448+273	9,66 × 10 ⁻¹⁵	±	1,56 × 10 ⁻¹⁵	2271,14	±	535,20	9,37	±	1,51
PG1612+261	1,22 × 10⁻¹⁴	±	1,53 × 10⁻¹⁵	2614,38	±	744,23	25,59	±	2,96
PHL1092	-	-	-	-	-	-	-	-	-
RXJ0922.8+5121	-	-	-	-	-	-	-	-	-
SDSSJ091313.73+365817.2	1,57 × 10 ⁻¹⁵	±	3,71 × 10 ⁻¹⁶	2625,78	±	1194,37	12,59	±	4,19
SDSSJ094554.40+423839.9	2,77 × 10 ⁻¹⁵	±	6,67 × 10 ⁻¹⁶	2929,88	±	1780,59	4,46	±	5,70
SDSSJ120226.75-012915.2	0,00	±	0,00	0,00	±	0,00	3,18	±	6,15
SDSSJ133205.29+312736.4	1,68 × 10 ⁻¹⁵	±	5,62 × 10 ⁻¹⁶	1159,84	±	386,34		±	
SDSSJ133435.38+575015.6	2,70 × 10 ⁻¹⁵	±	3,63 × 10 ⁻¹⁶	1500,00	±	750,00	10,94	±	0,85
SDSSJ134426.41+441620.0	2,65 × 10⁻¹⁴	±	1,71 × 10⁻¹⁵	1500,00	±	750,00	29,30	±	6,72
SDSSJ144111.54-021235.1	1,17 × 10 ⁻¹⁶	±	3,44 × 10 ⁻¹⁷	1132,46	±	867,54	5,57	±	3,19
SDSSJ152217.36+164828.3	1,69 × 10 ⁻¹⁵	±	2,44 × 10 ⁻¹⁶	1993,59	±	6,41	17,99	±	3,24
SDSSJ154351.92+162422.1	1,77 × 10 ⁻¹⁵	±	1,70 × 10 ⁻¹⁶	1587,84	±	689,99	17,38	±	9,34
SDSSJ155318.72+170202.9	1,01 × 10 ⁻¹⁵	±	2,48 × 10 ⁻¹⁶	2182,53	±	661,86	7,78	±	2,14
SDSSJ171304.46+352333.5	1,98 × 10 ⁻¹⁵	±	3,12 × 10 ⁻¹⁶	604,93	±	695,16	23,46	±	24,96
SDSSJ215924.00+011305.4	3,57 × 10 ⁻¹⁶	±	8,89 × 10 ⁻¹⁷	2103,25	±	780,51	9,60	±	4,35
SDSSJ224028.85-010649.9	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Ton0156	3,38 × 10 ⁻¹⁵	±	2,77 × 10 ⁻¹⁶	2050,55	±	1076,83	10,63	±	0,99
Ton1571	1,16 × 10 ⁻¹⁵	±	5,92 × 10 ⁻¹⁷	604,05	±	201,95	4,75	±	2,32
Tons180	7,44 × 10 ⁻¹⁵	±	8,80 × 10 ⁻¹⁶	1054,21	±	9,46	9,06	±	6,80

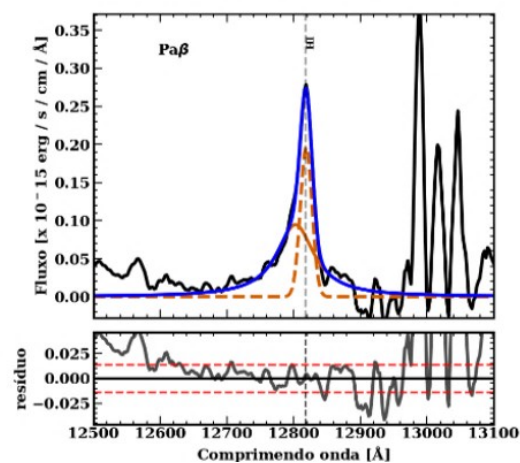
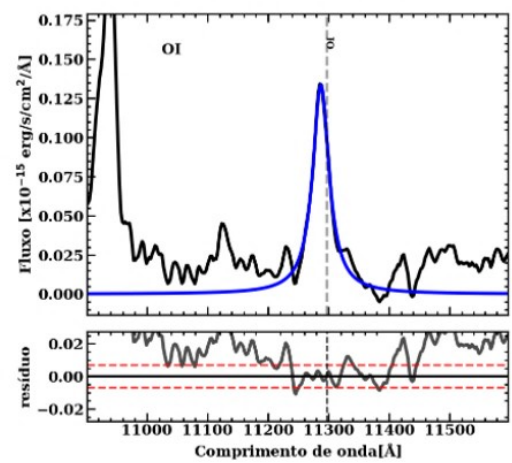
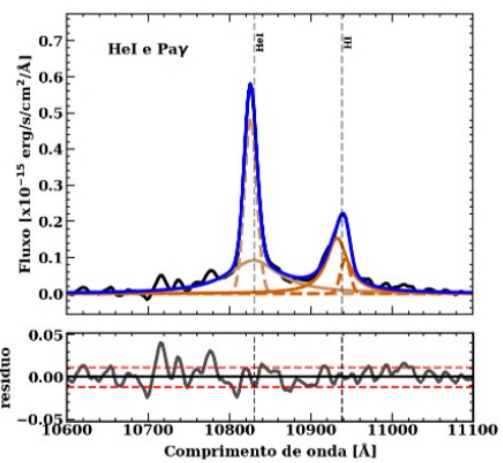
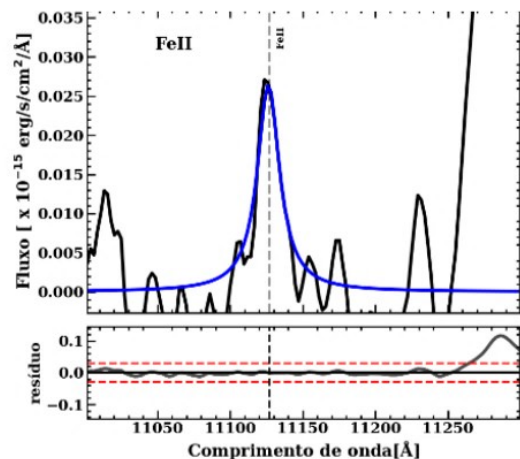
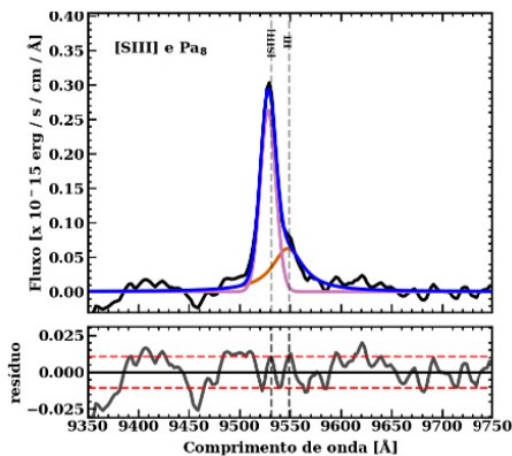
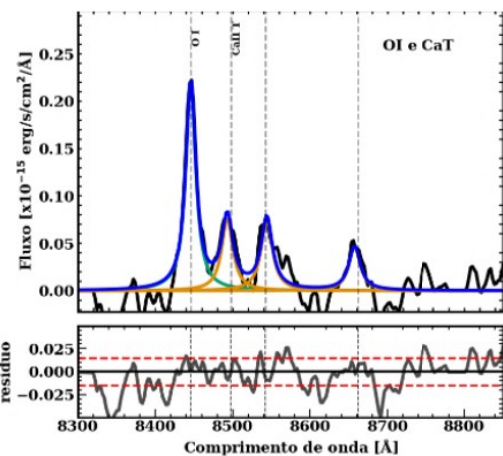
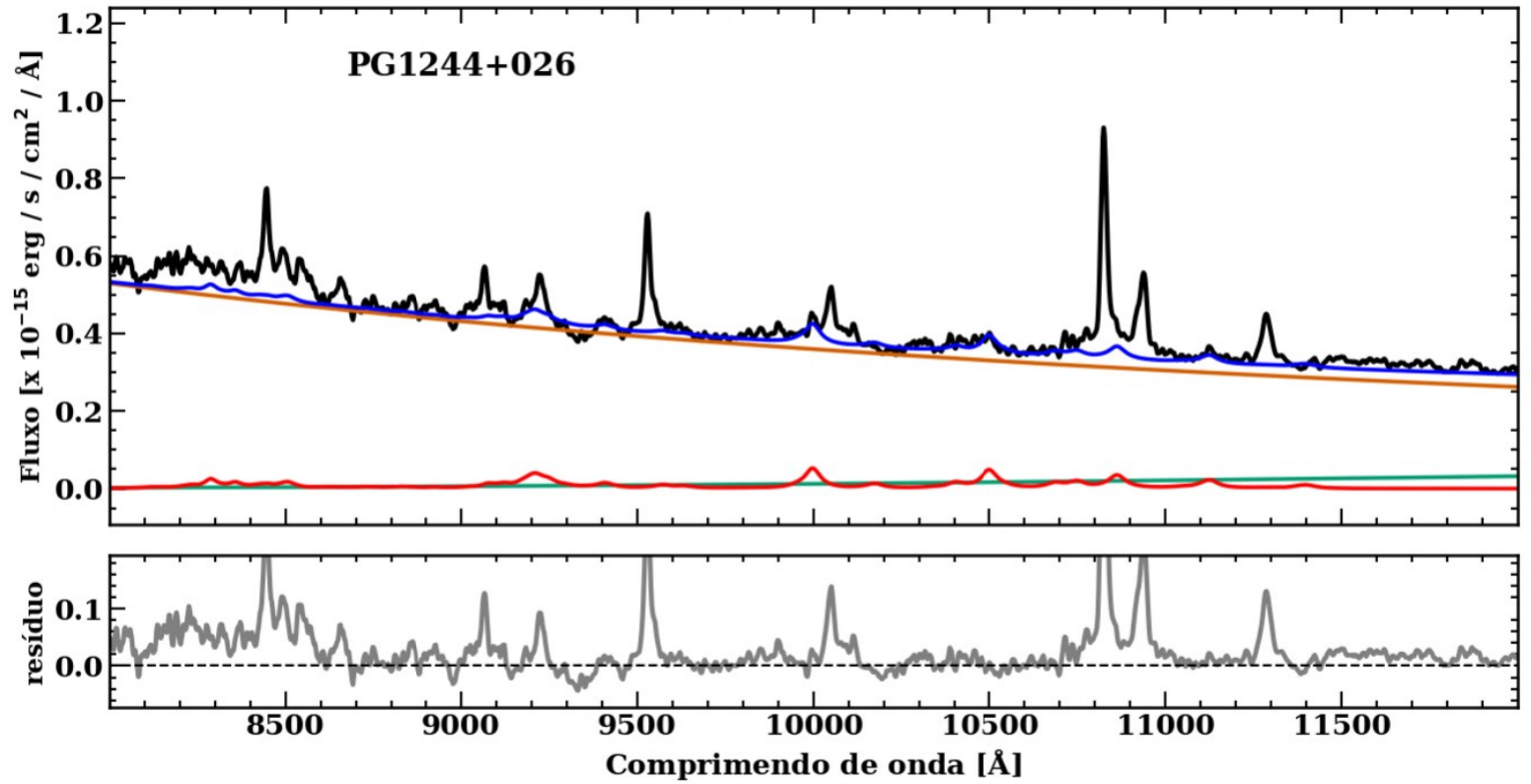
APÊNDICE C - AJUSTES DA AMOSTRA

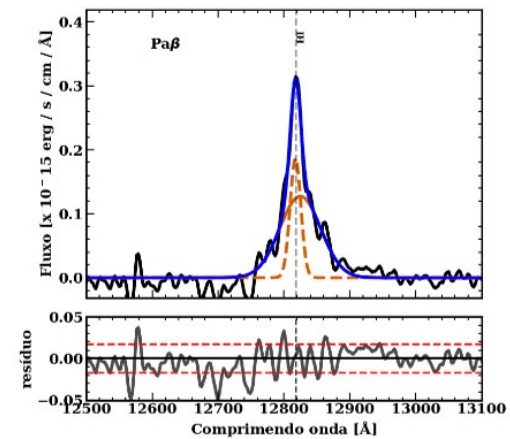
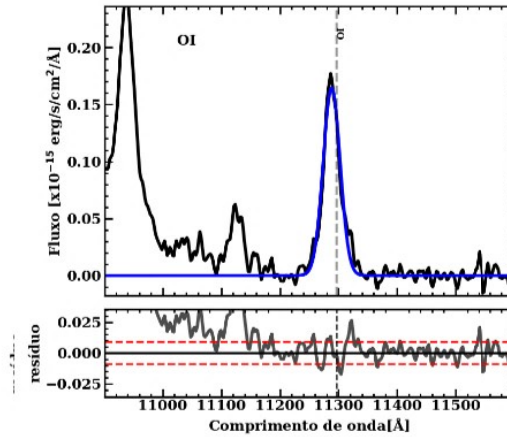
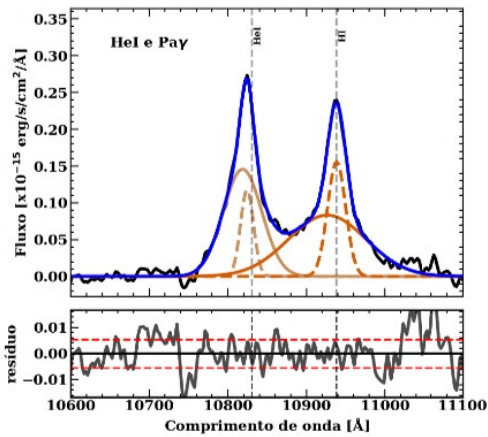
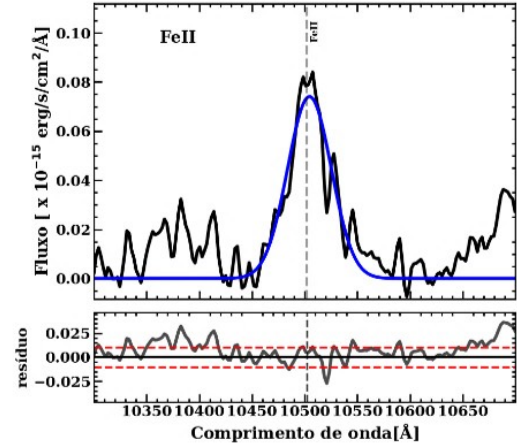
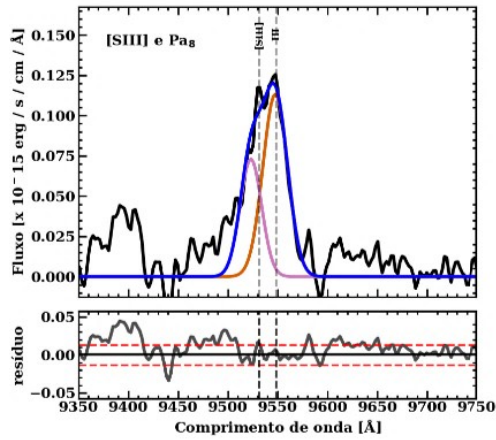
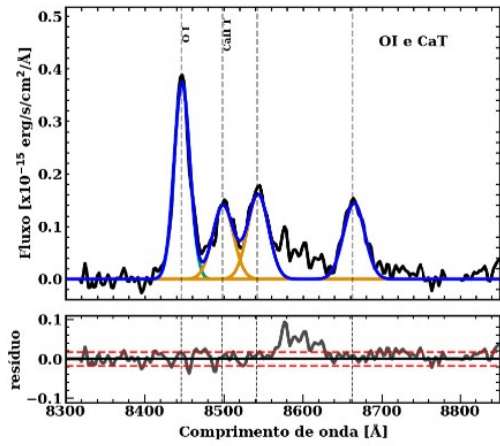
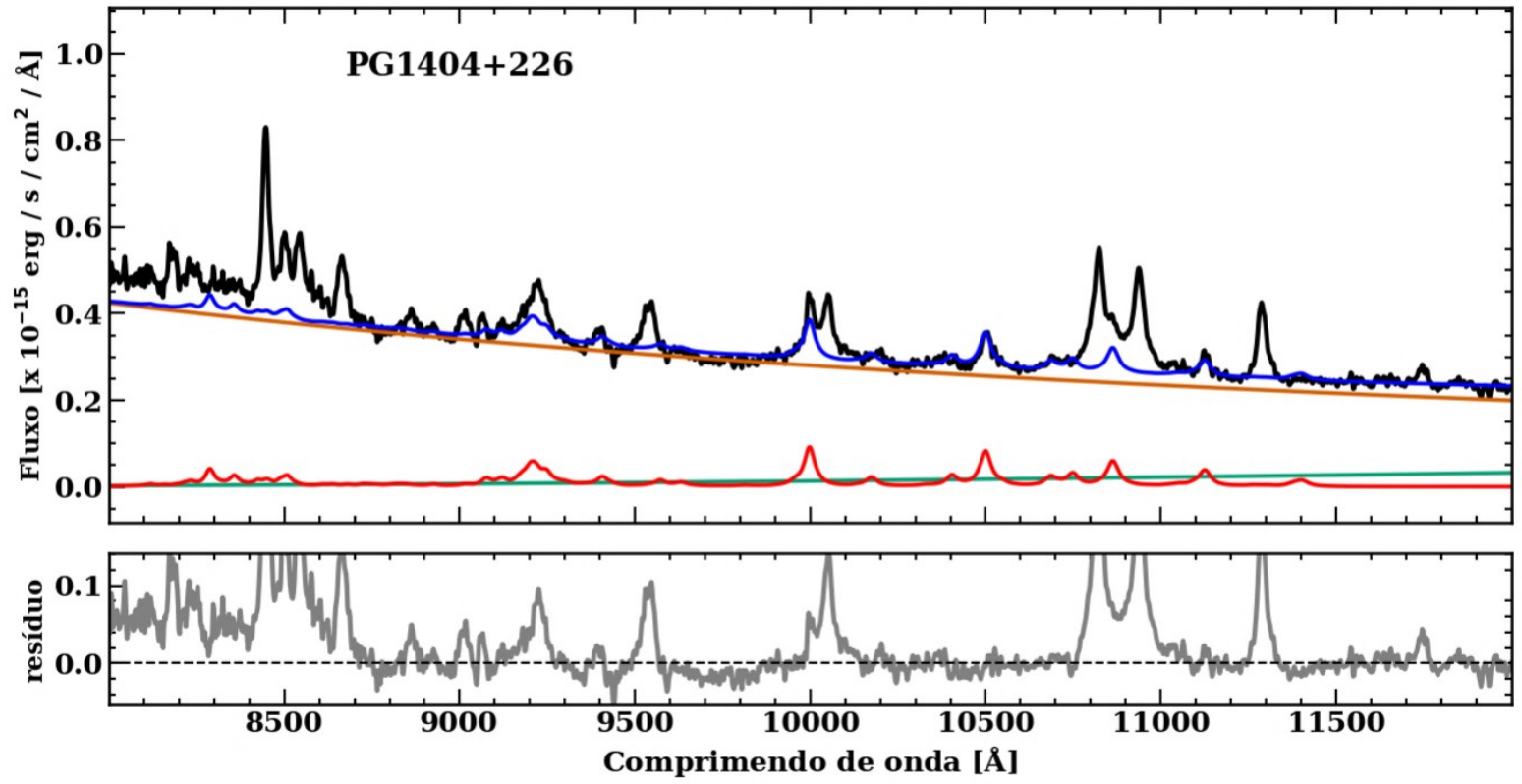
Neste apêndice estão todos os ajustes realizados de cada objeto. Os ajustes incluem as linhas descritos em 3.6, bem como o contínuo ajustado descrito em 3.2 e o *template* de Fe II 3.5.

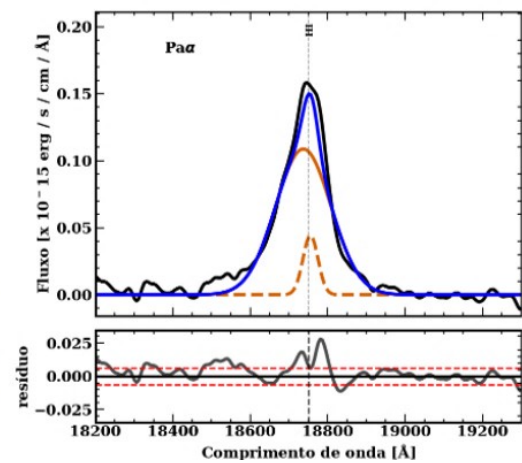
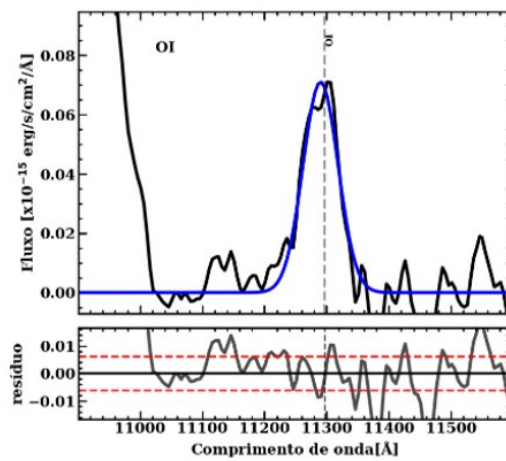
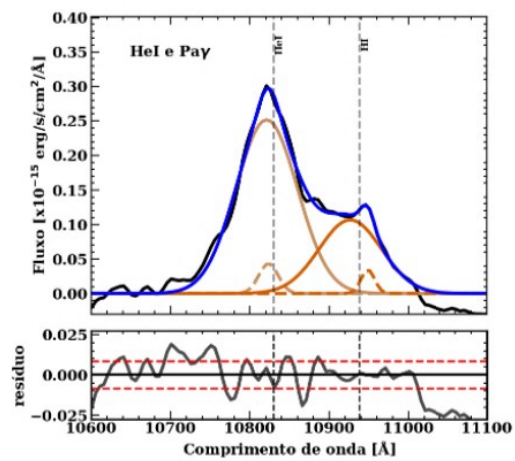
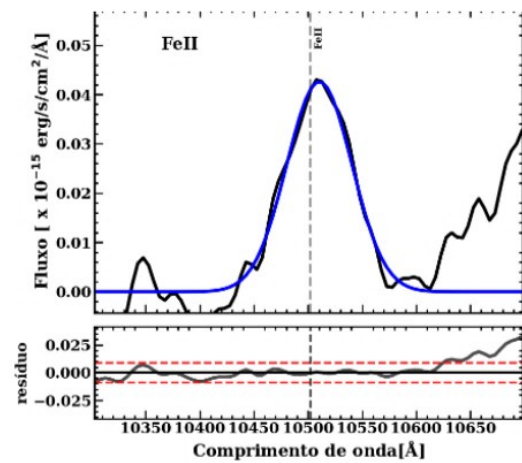
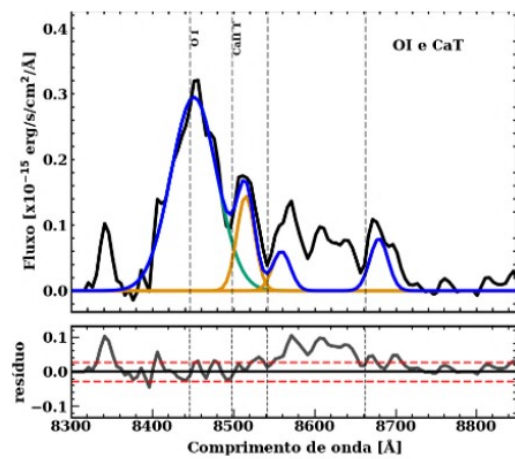
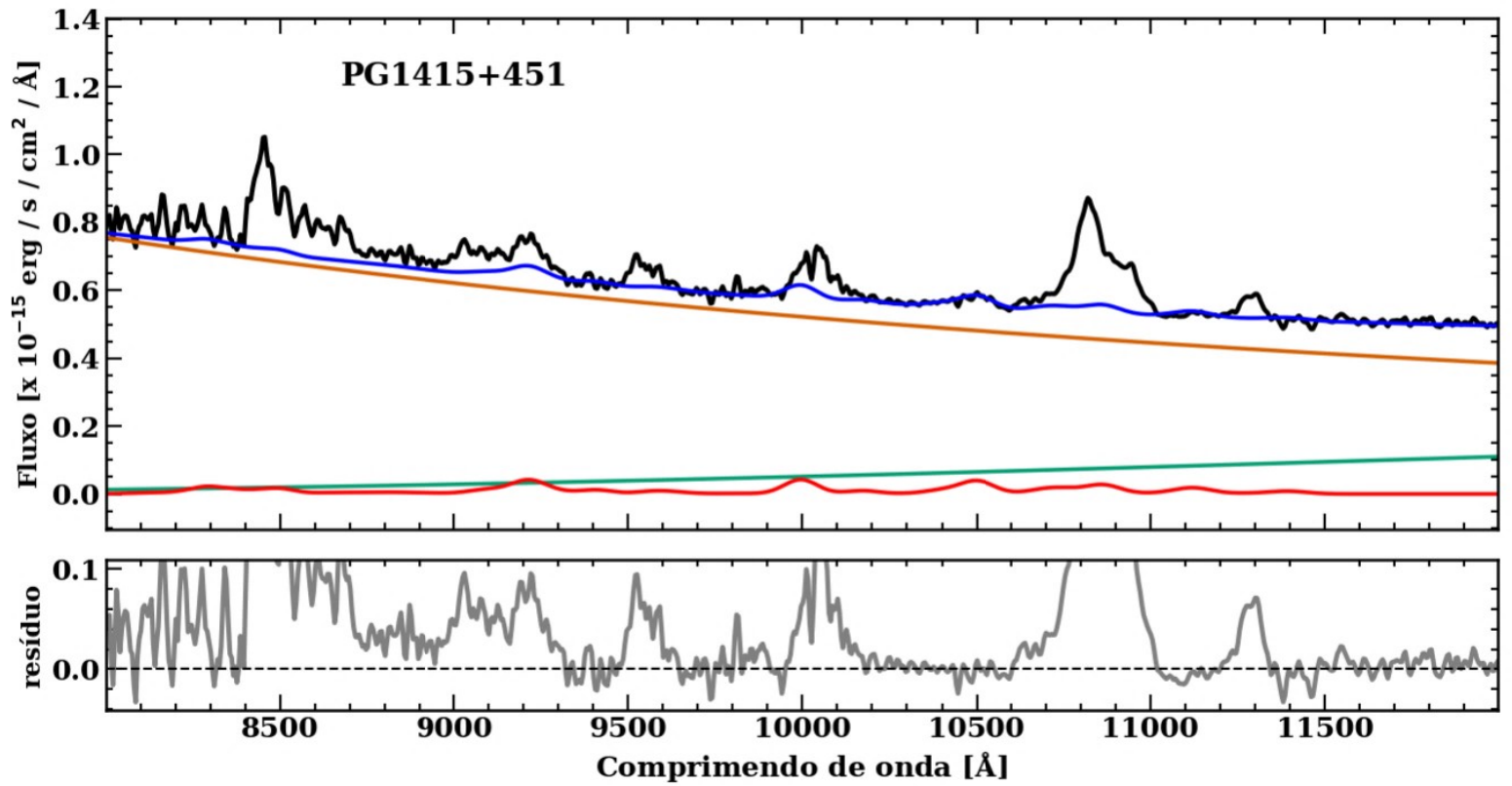


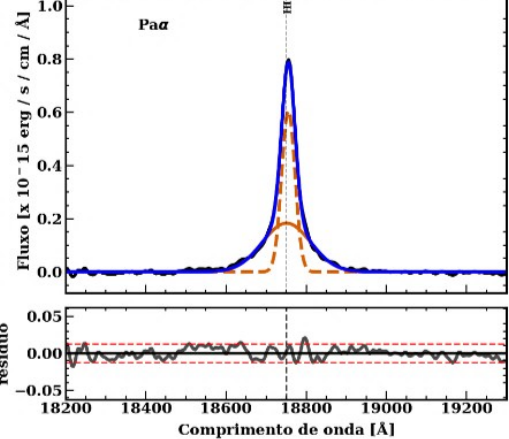
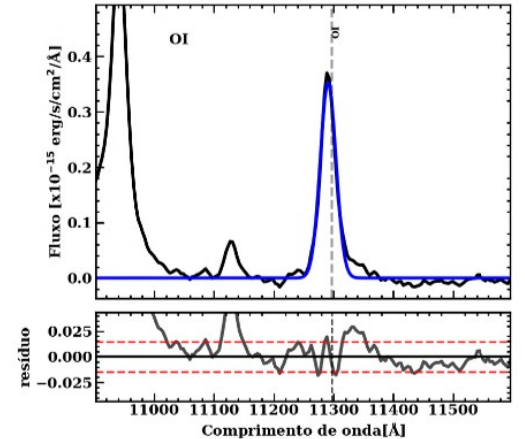
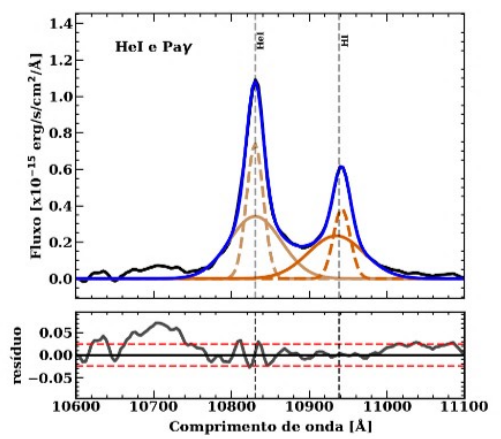
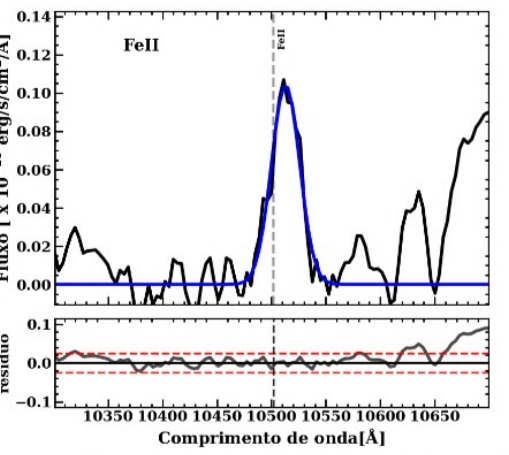
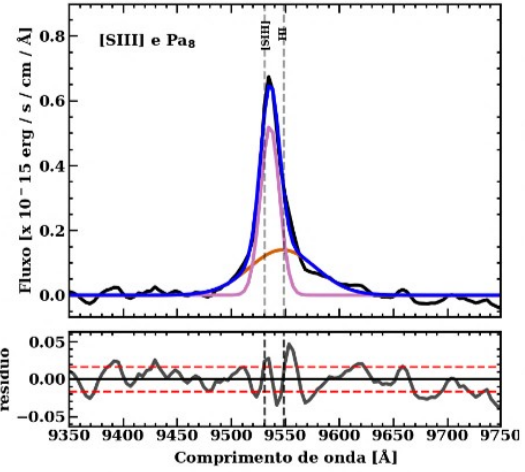
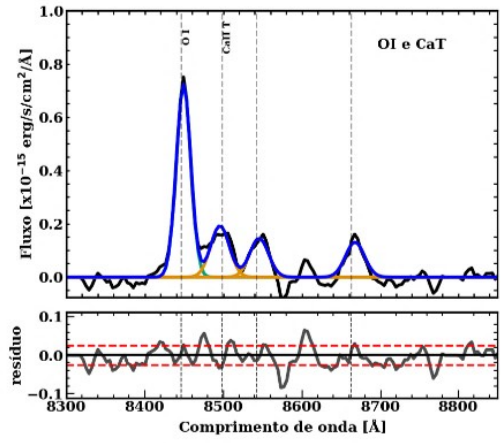
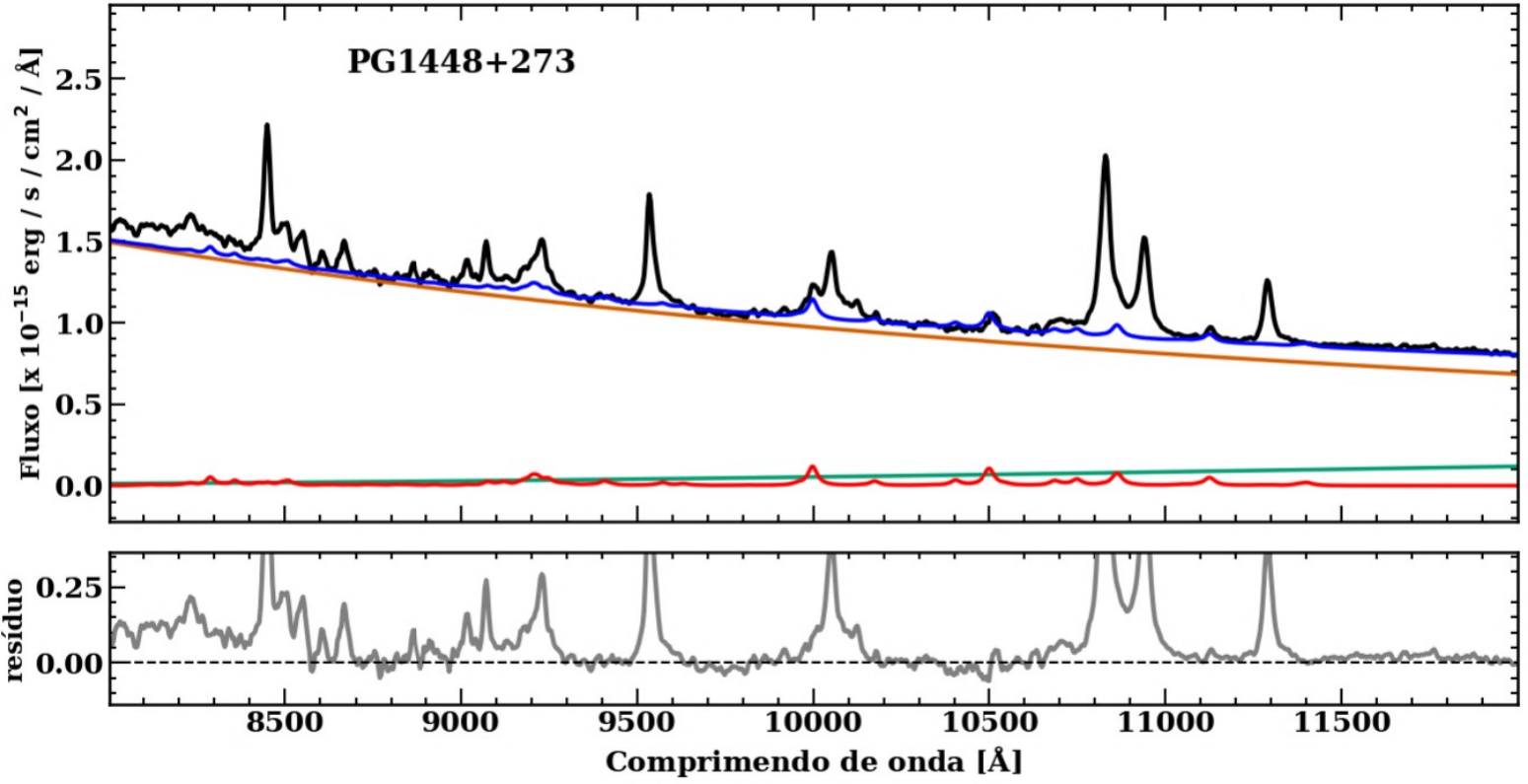
PG1126-041

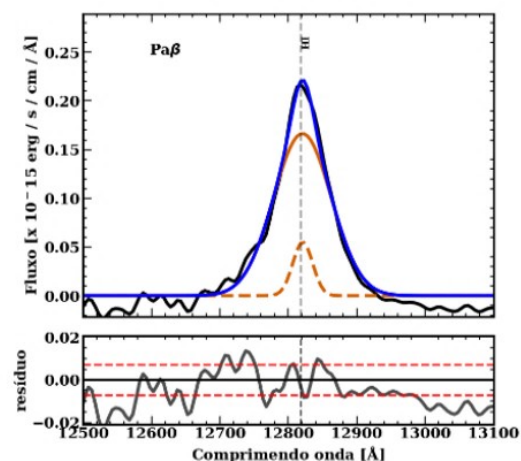
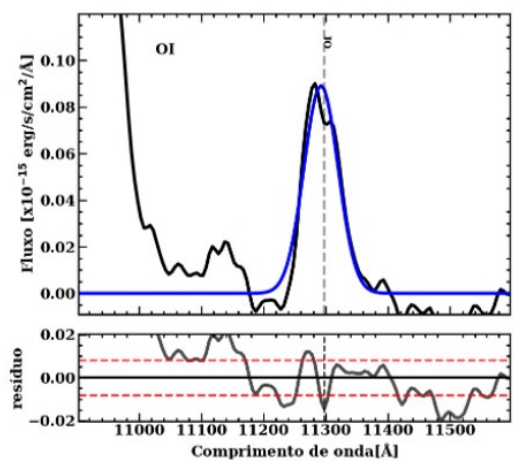
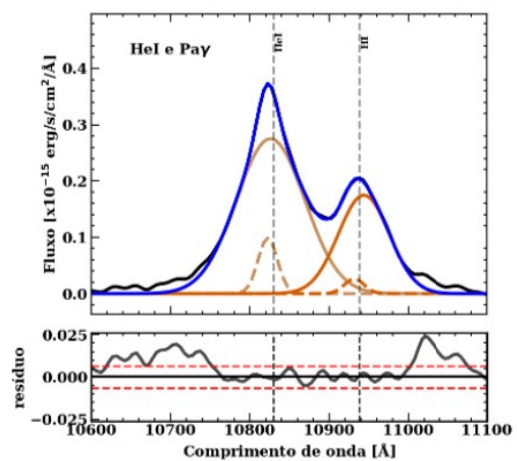
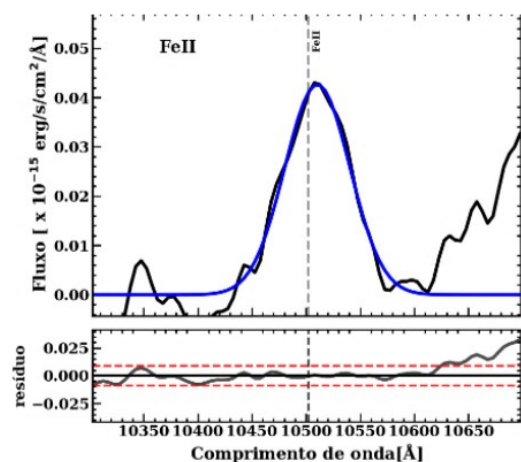
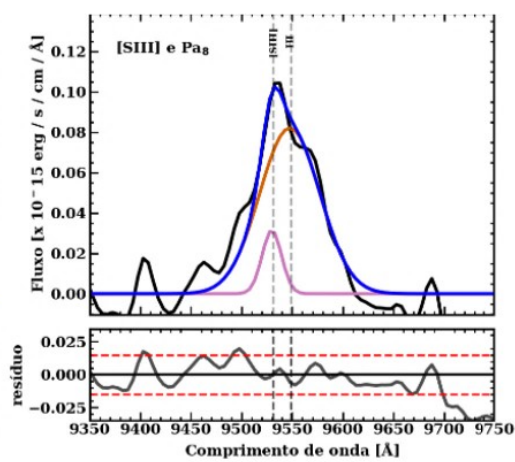
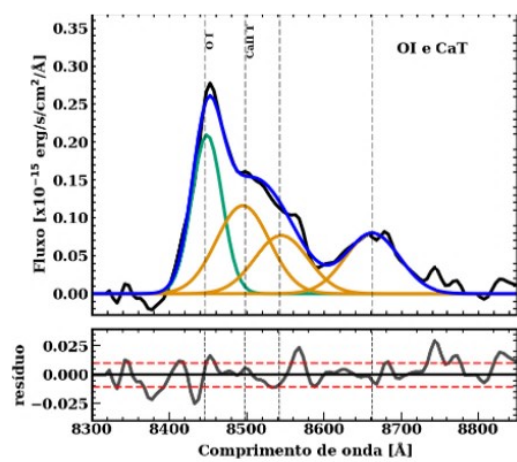
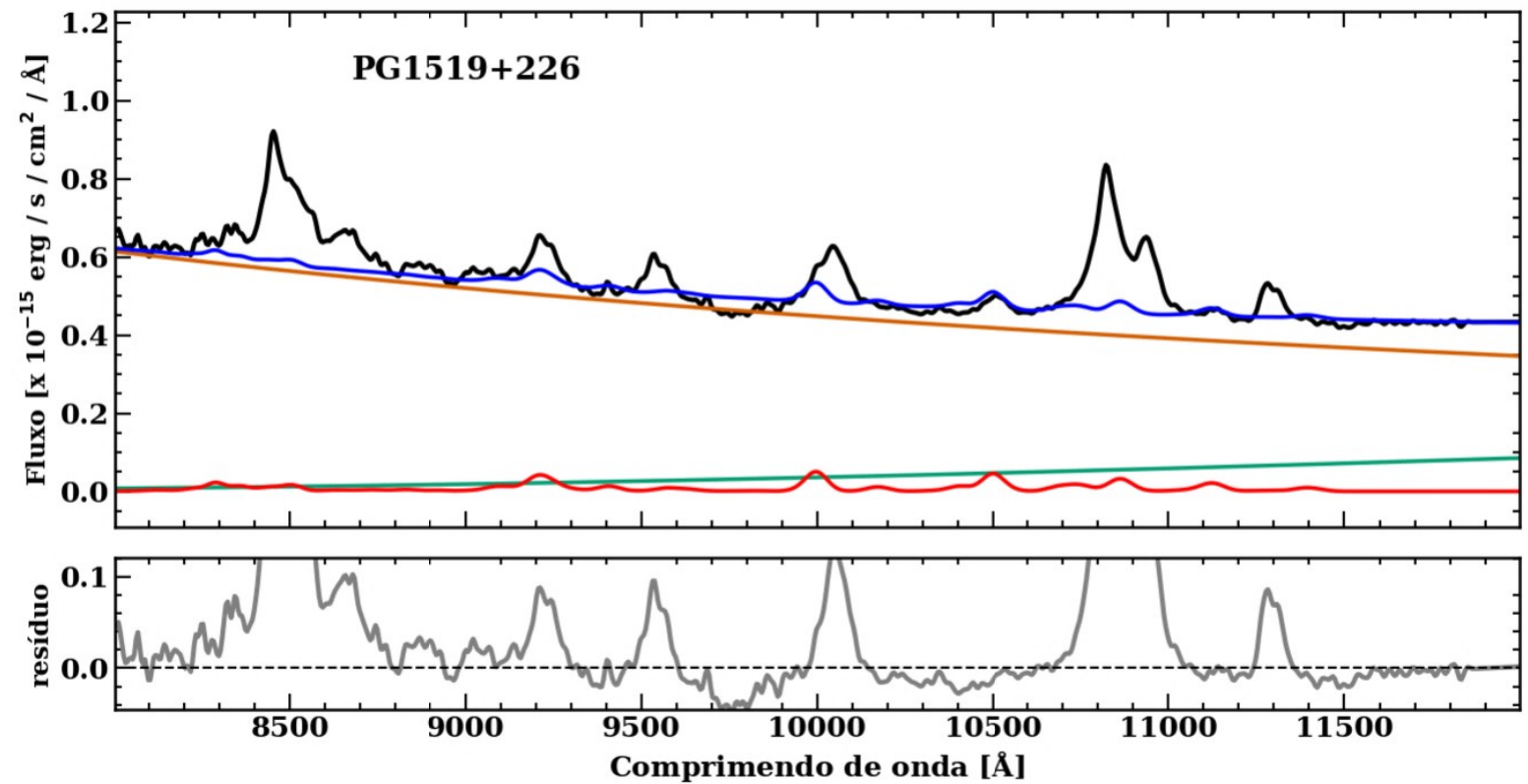


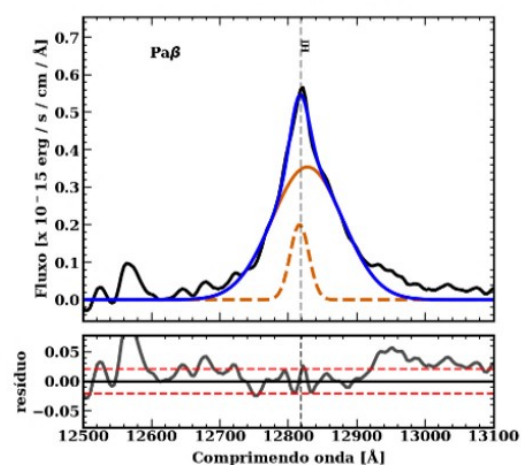
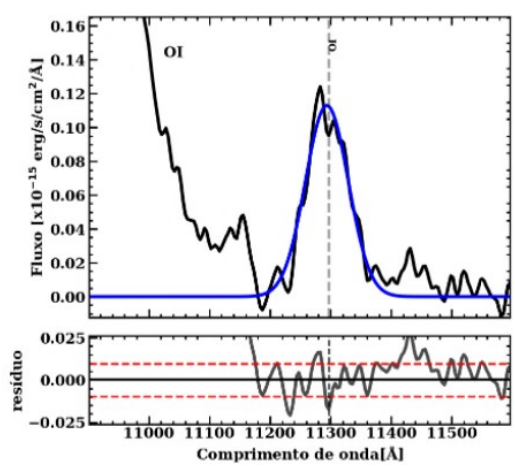
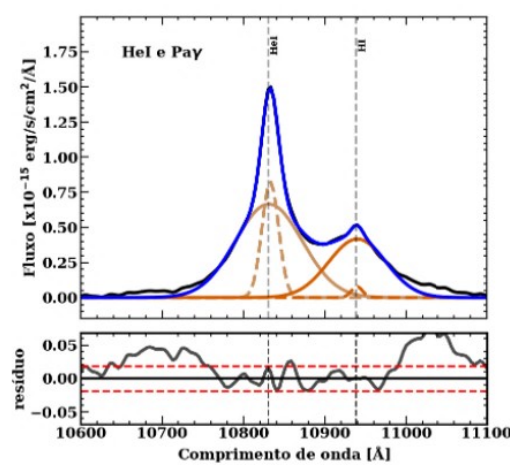
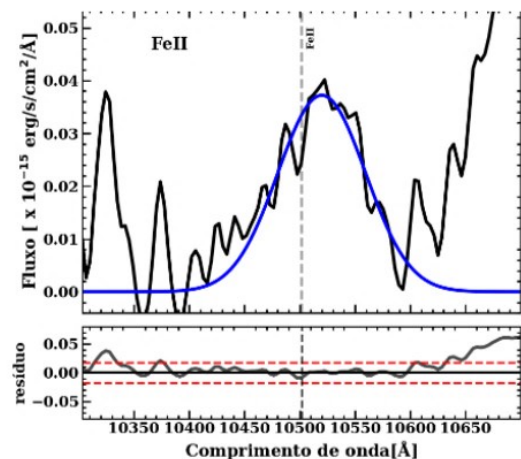
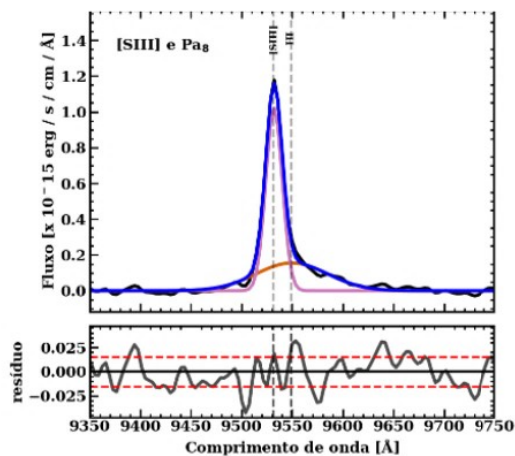
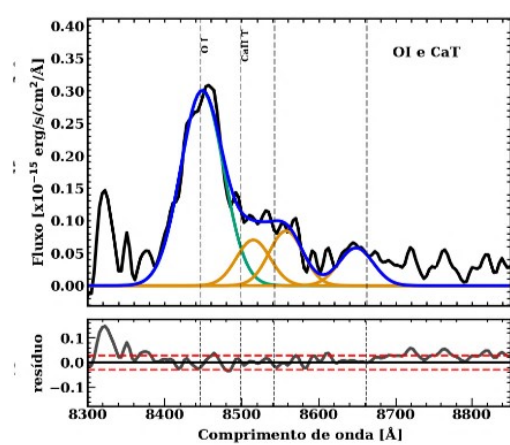
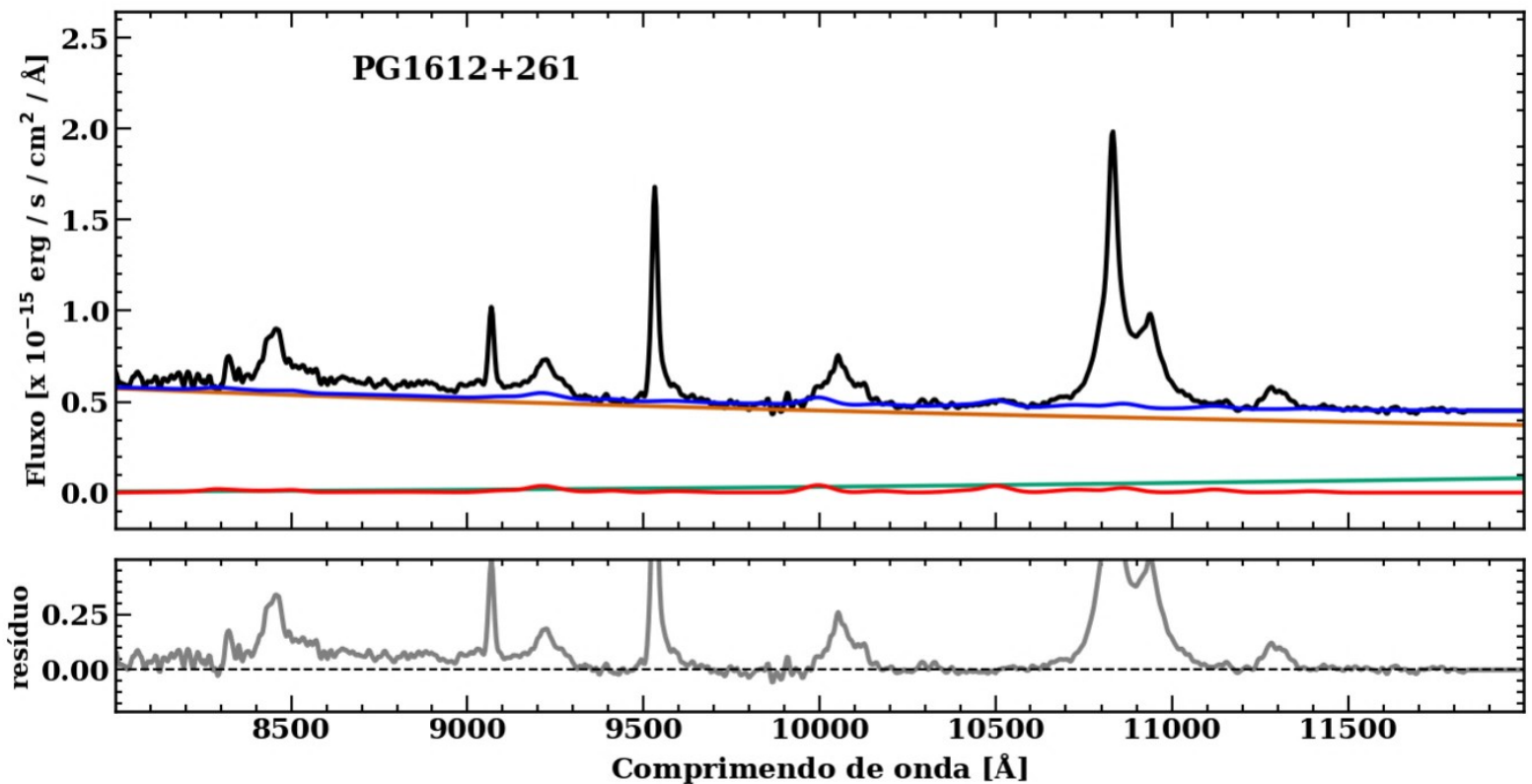


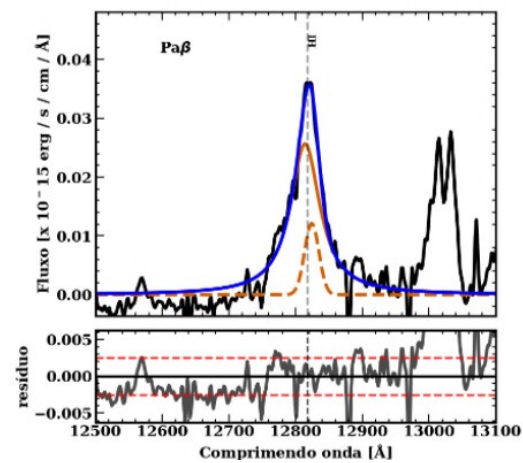
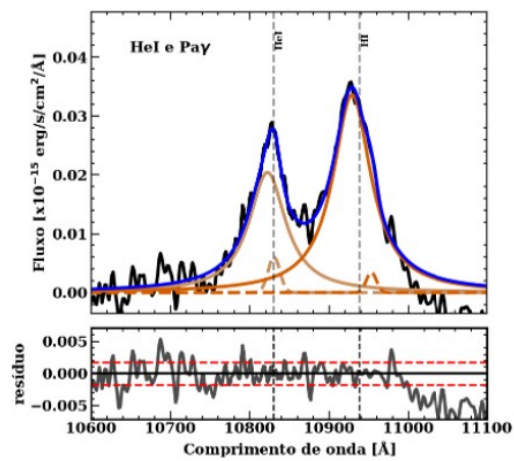
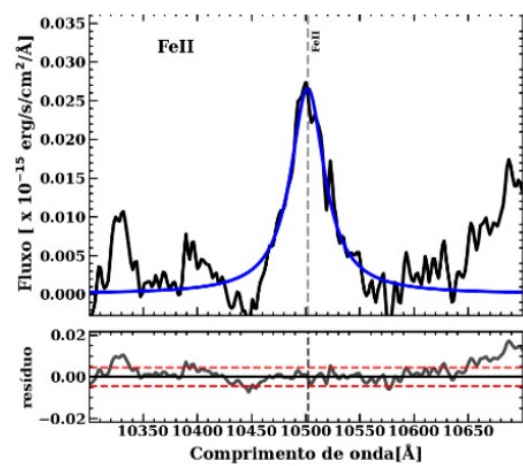
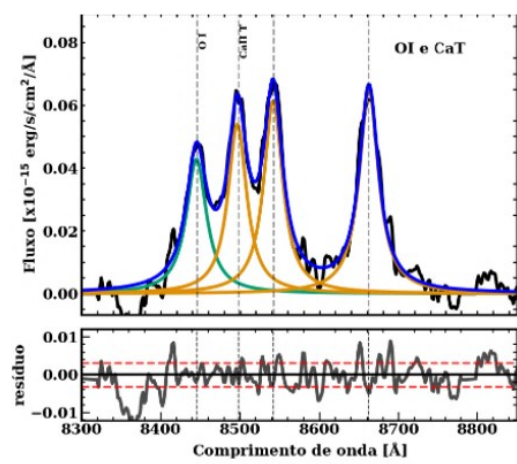
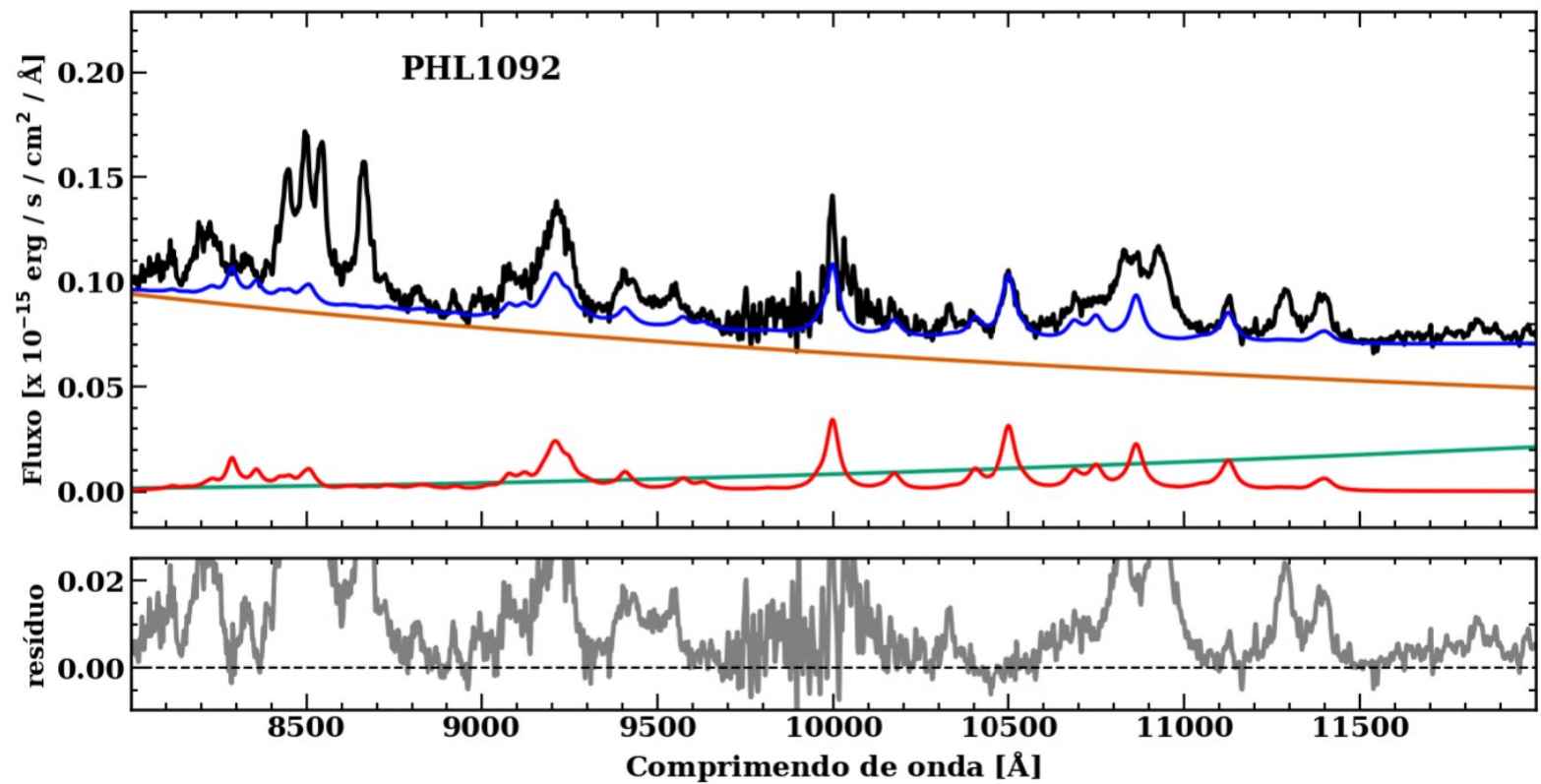




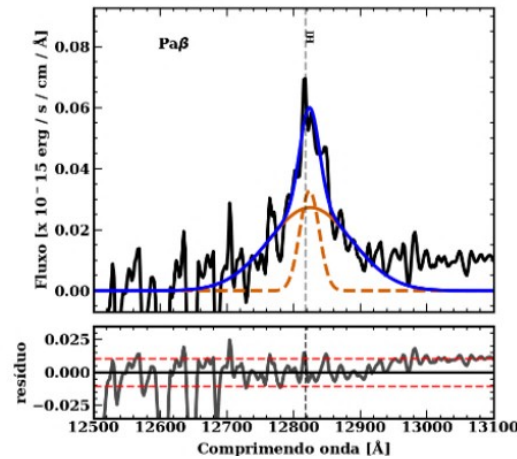
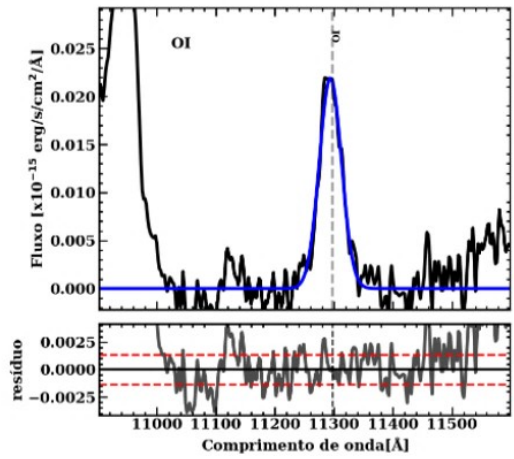
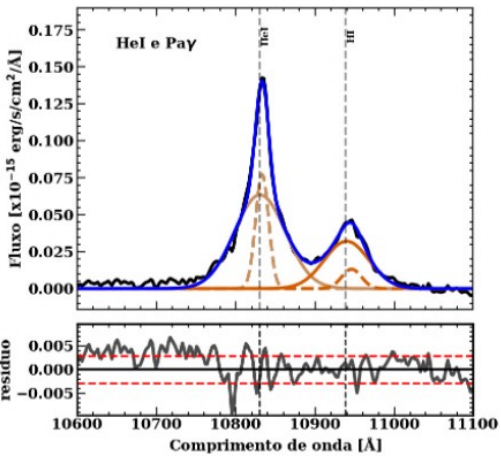
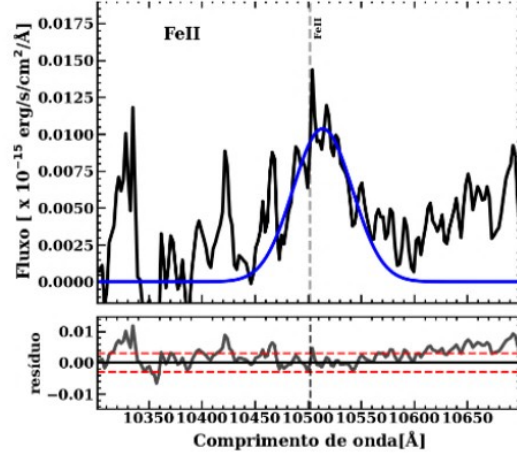
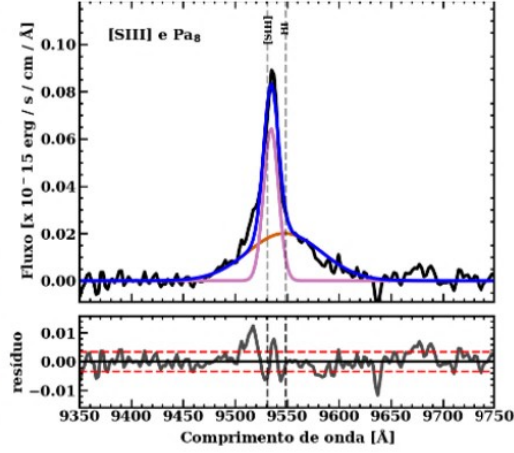
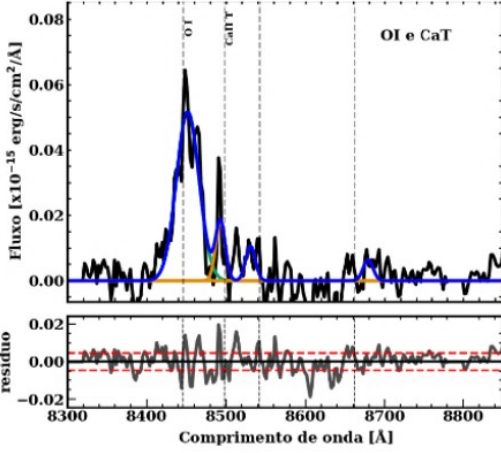
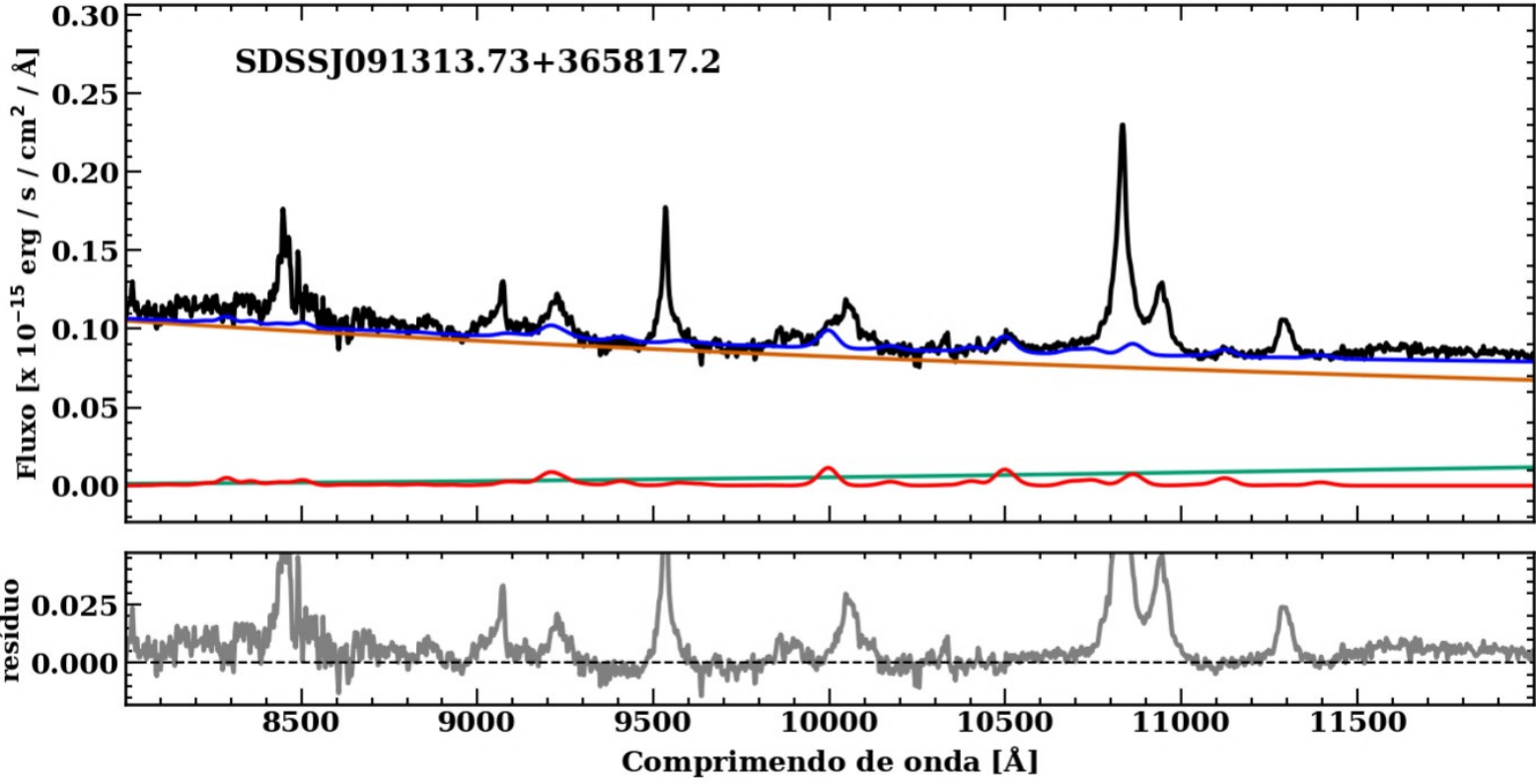


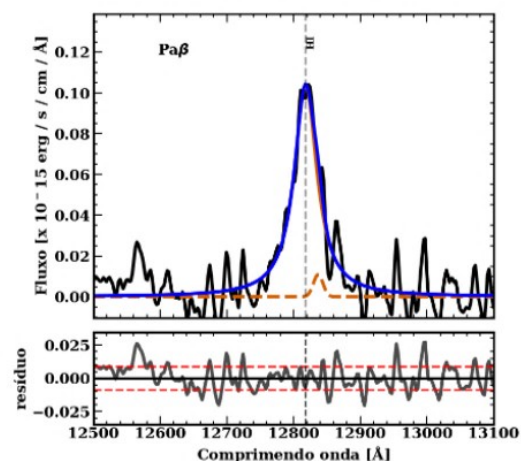
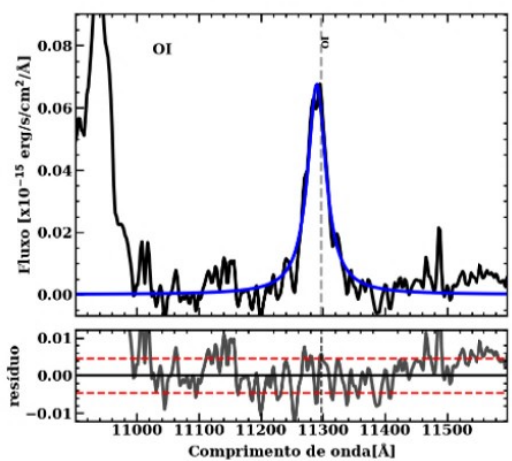
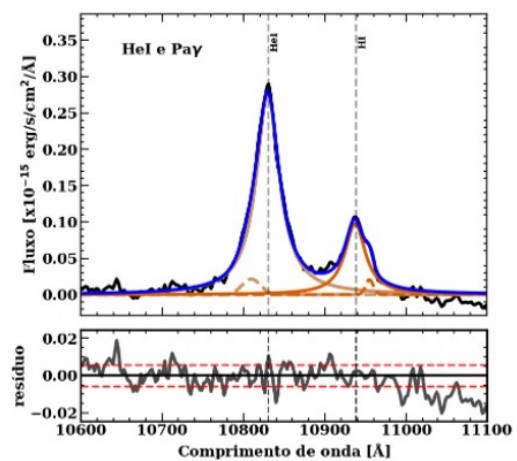
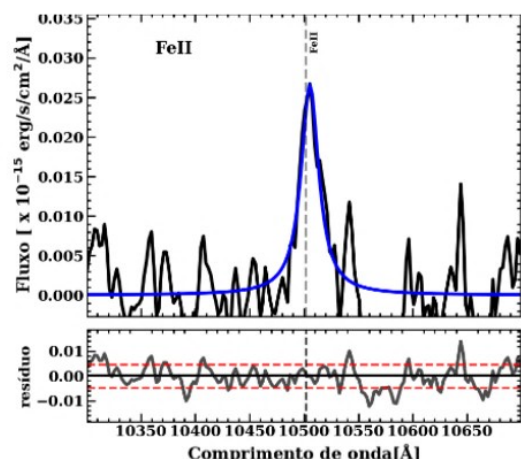
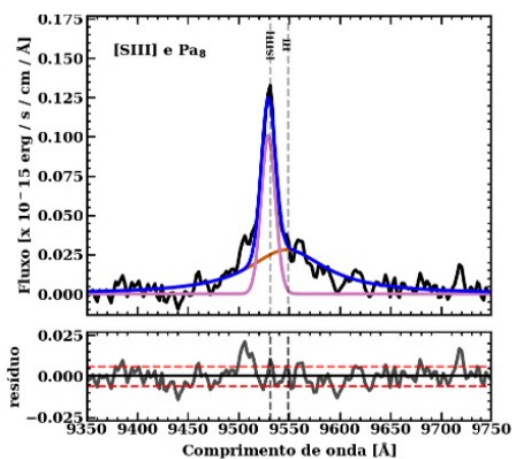
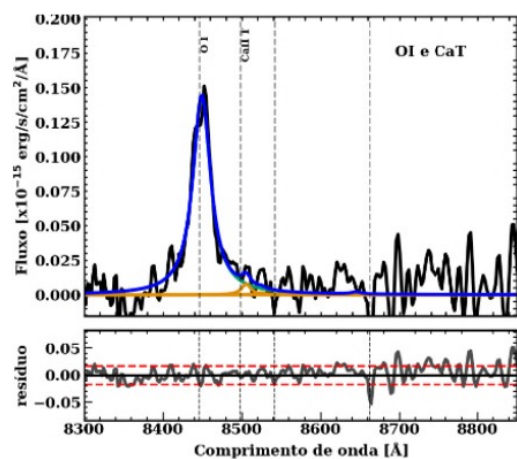
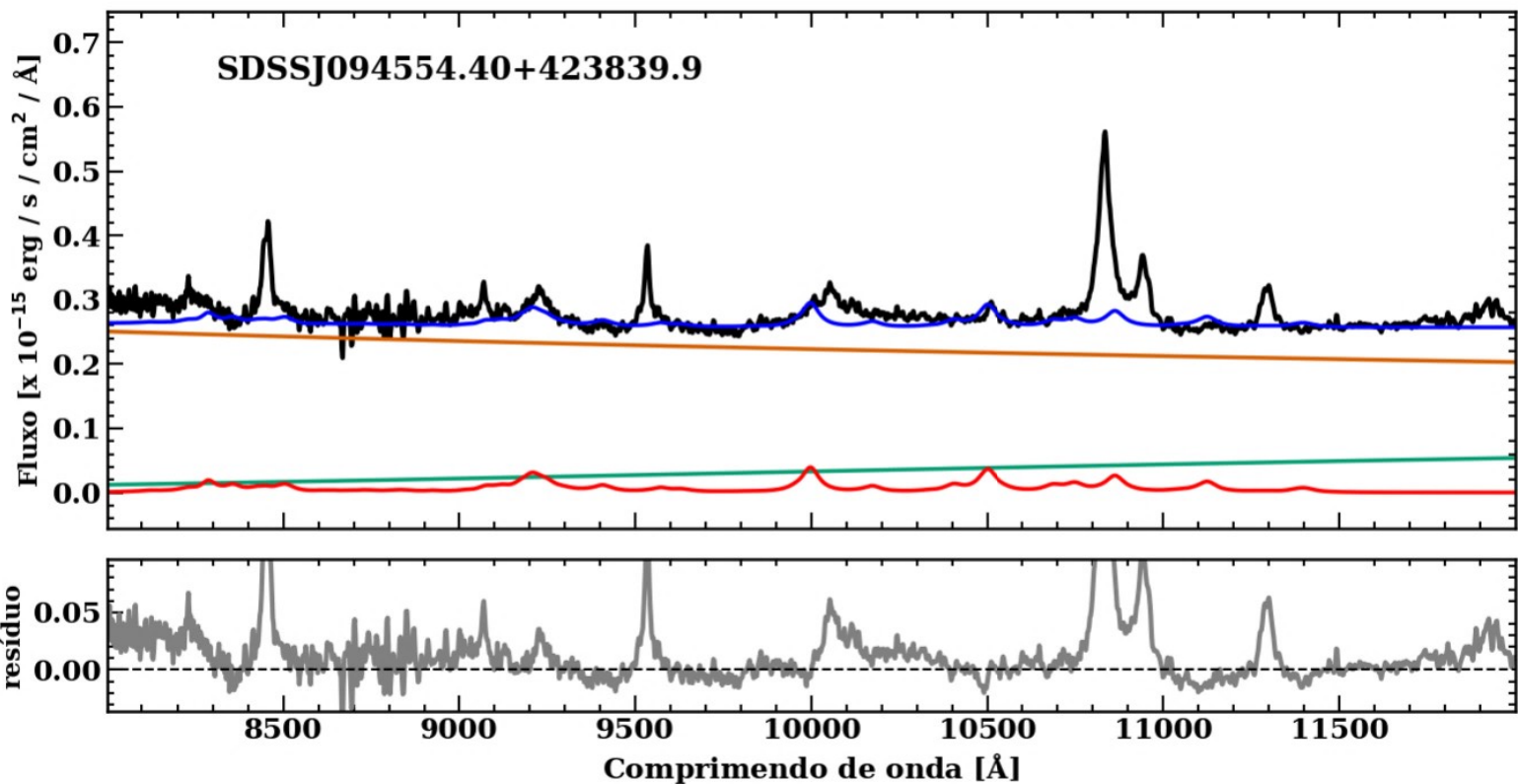


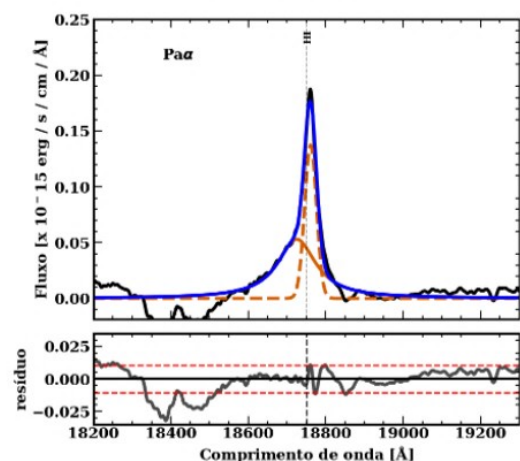
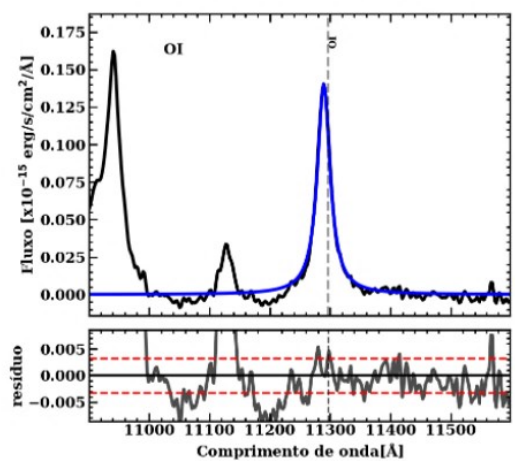
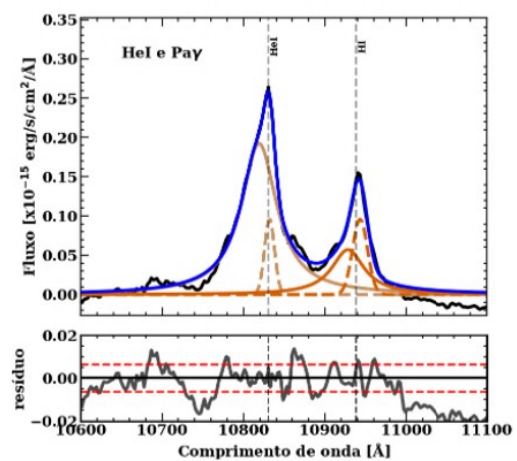
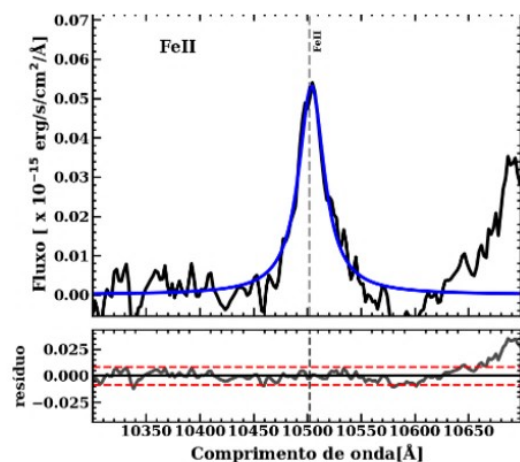
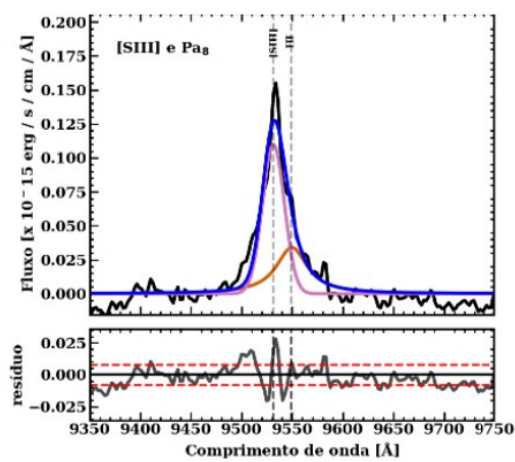
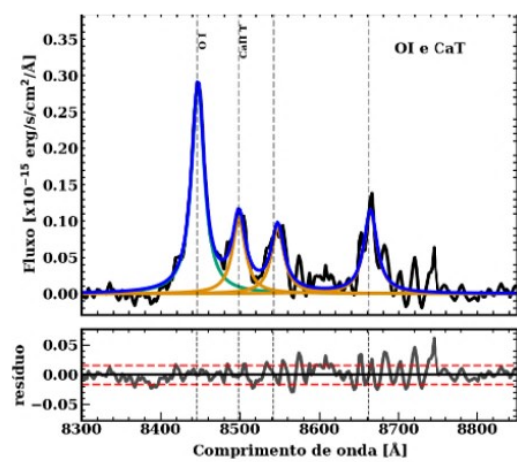
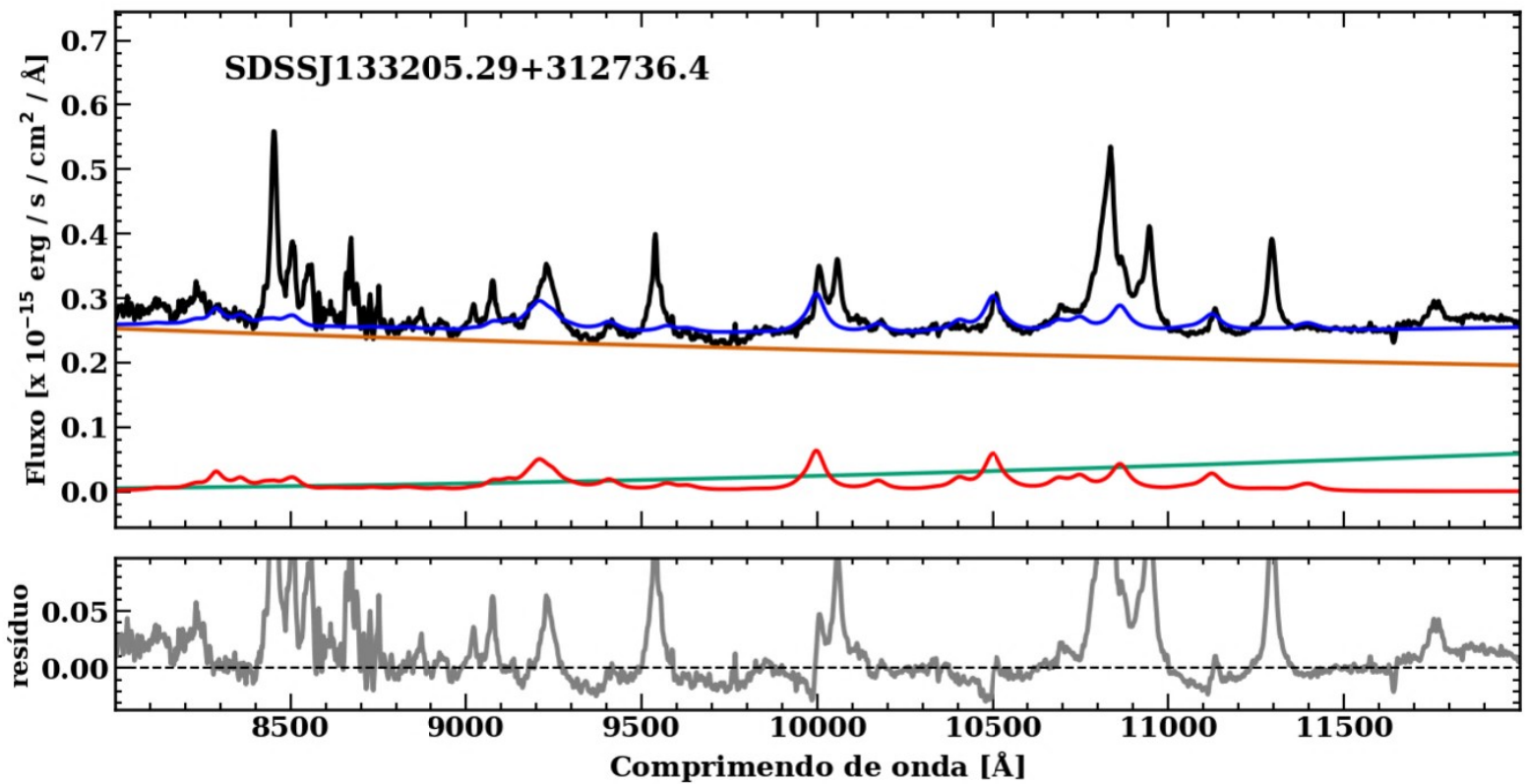


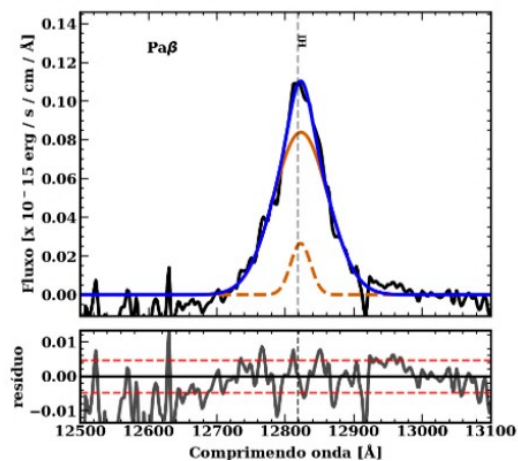
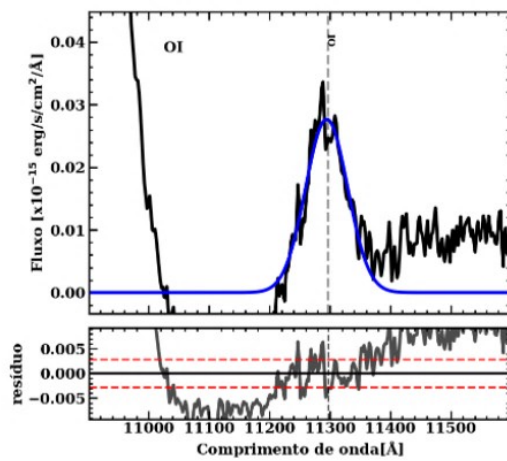
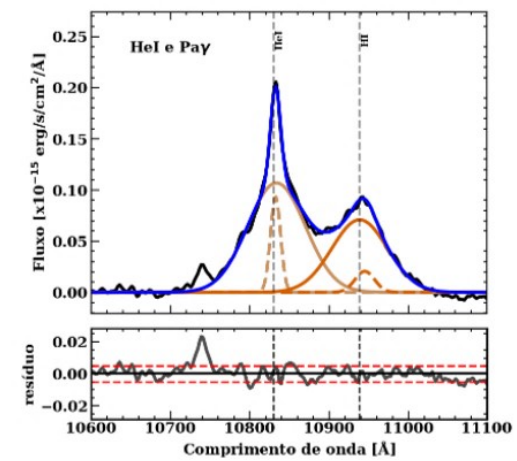
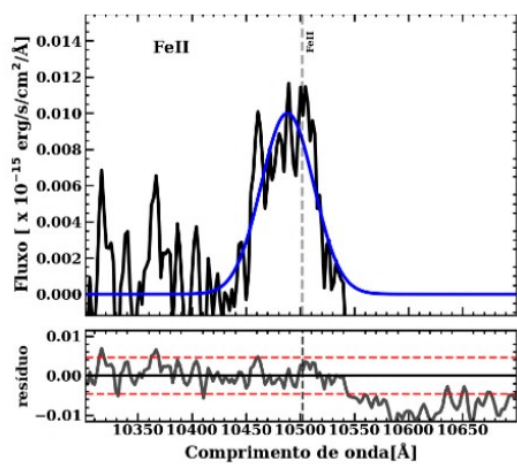
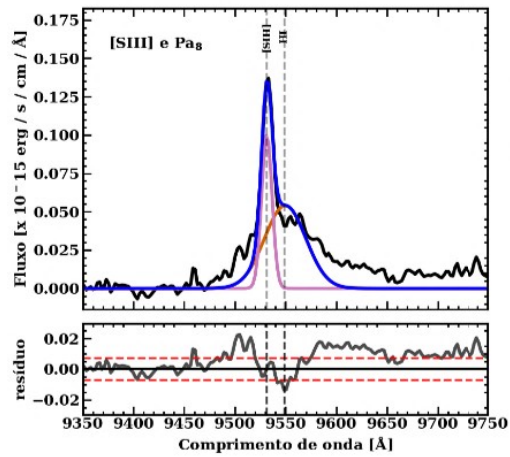
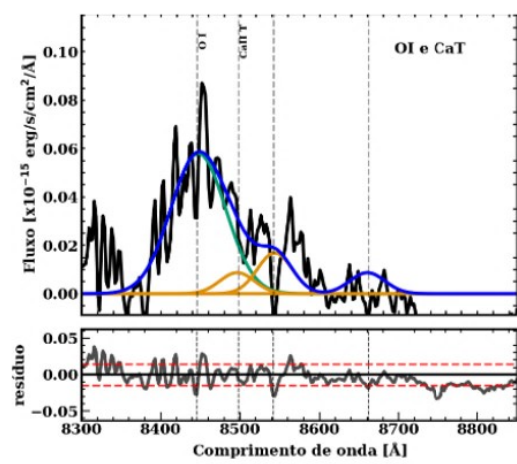
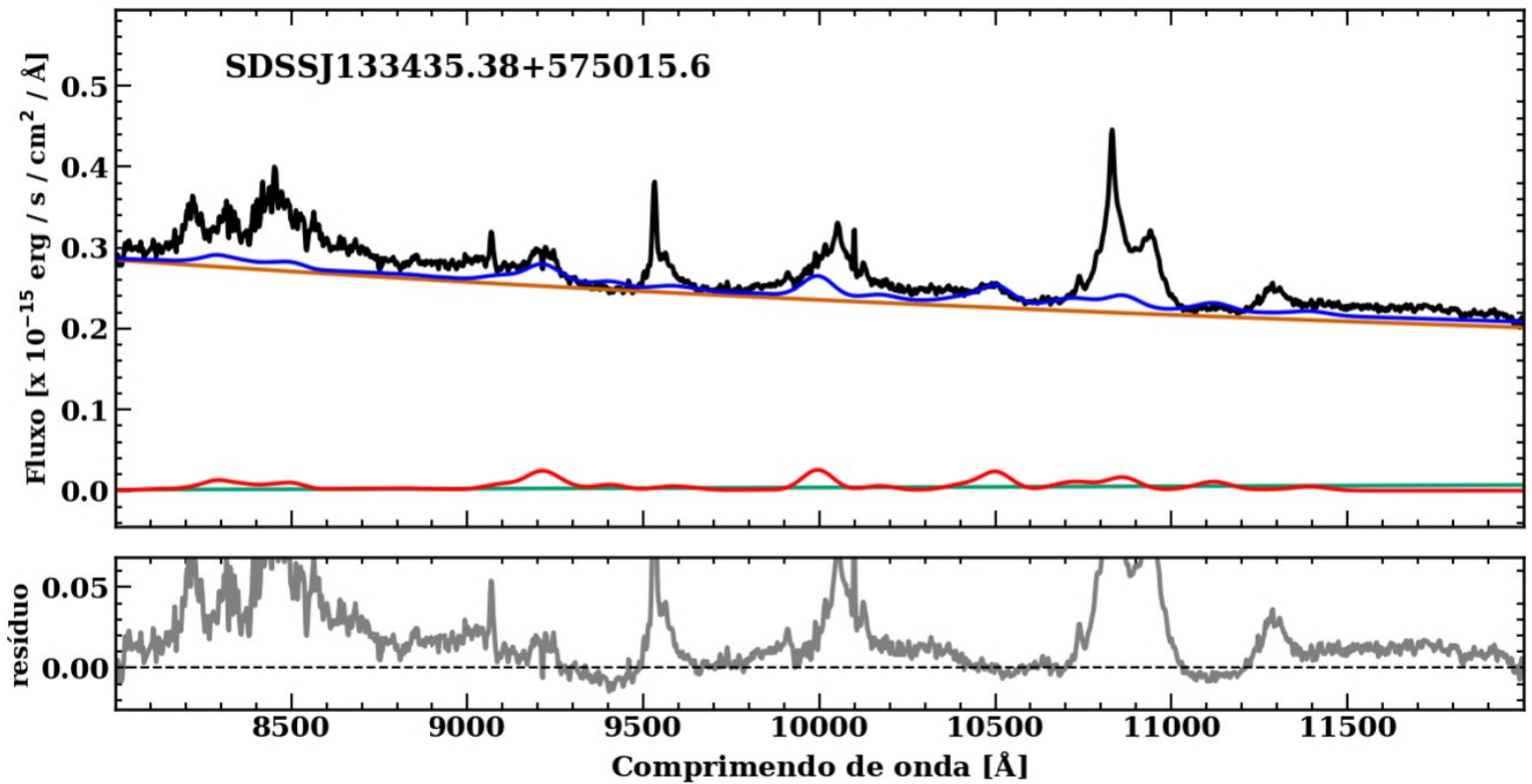


SDSSJ091313.73+365817.2

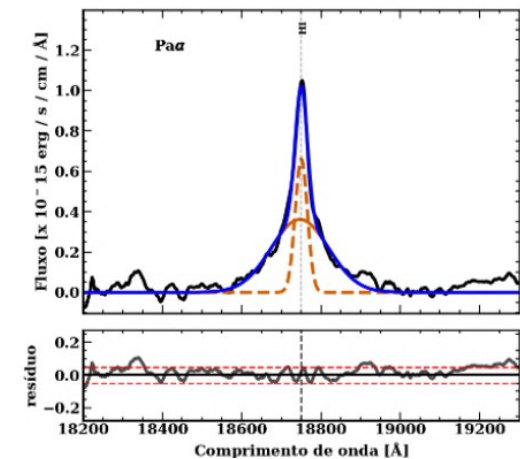
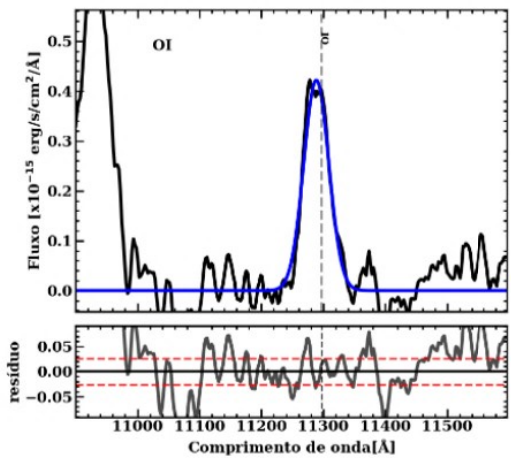
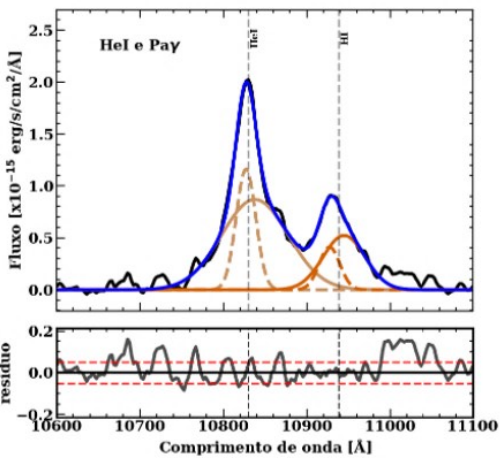
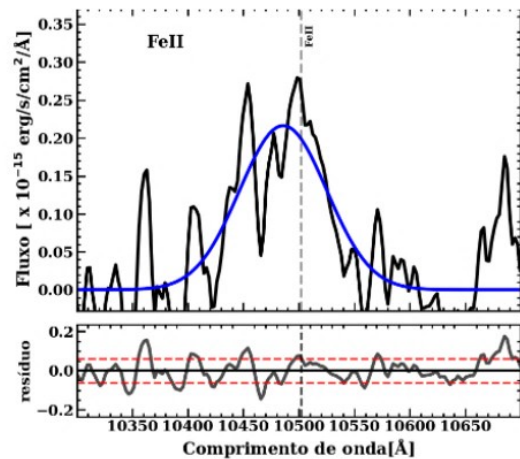
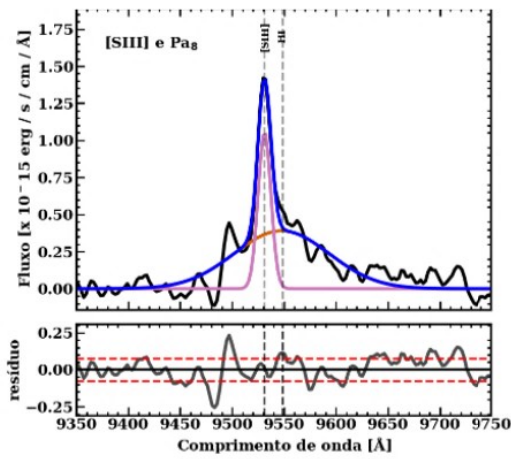
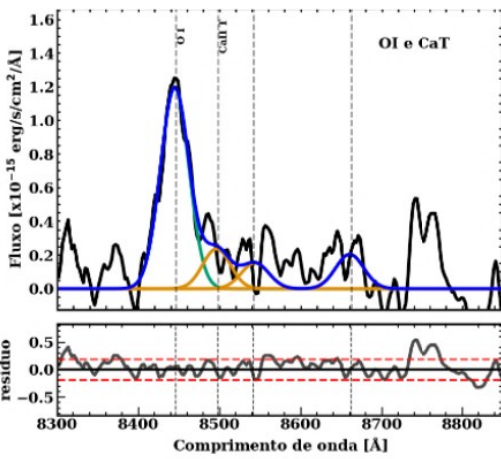
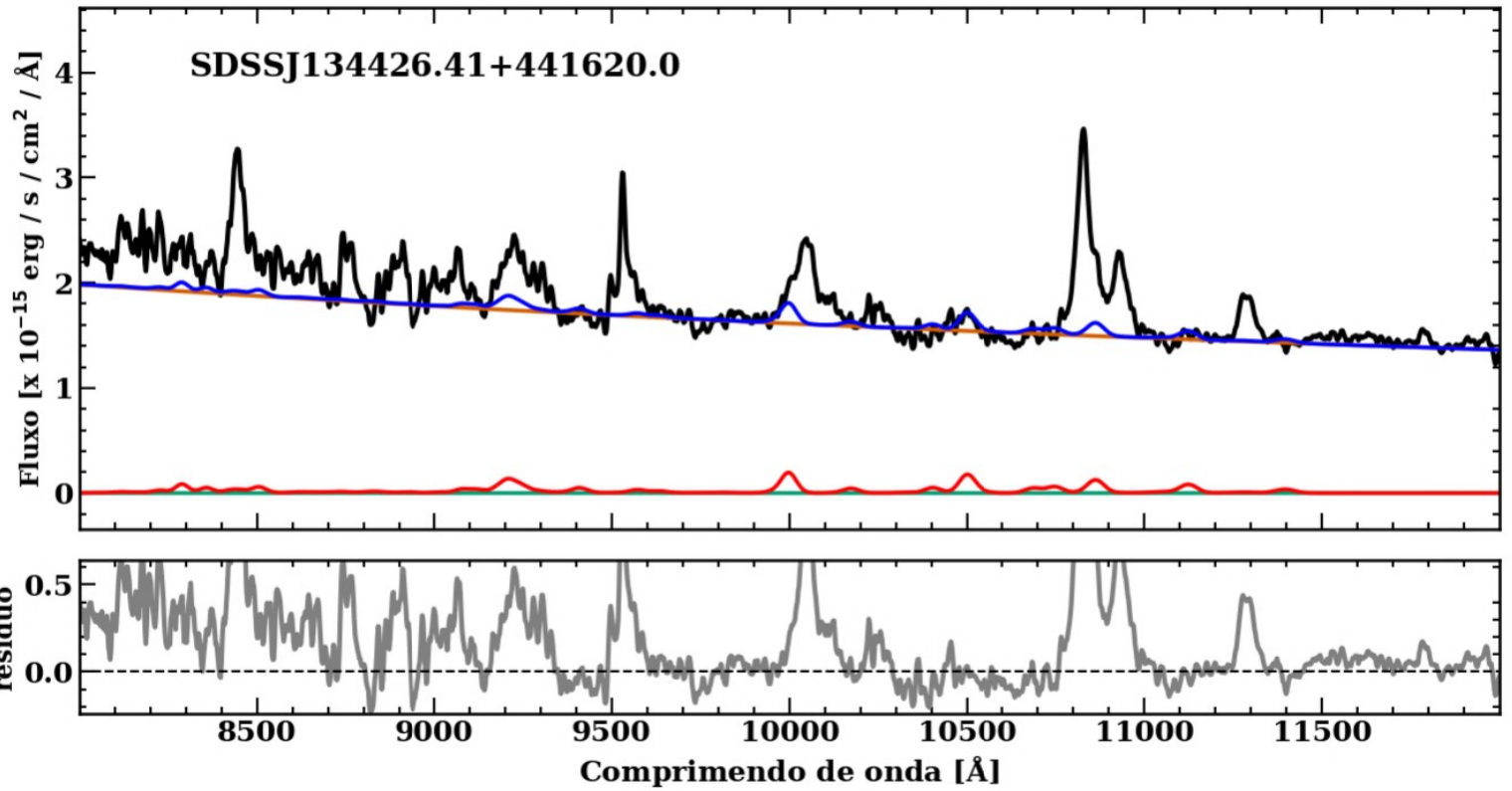


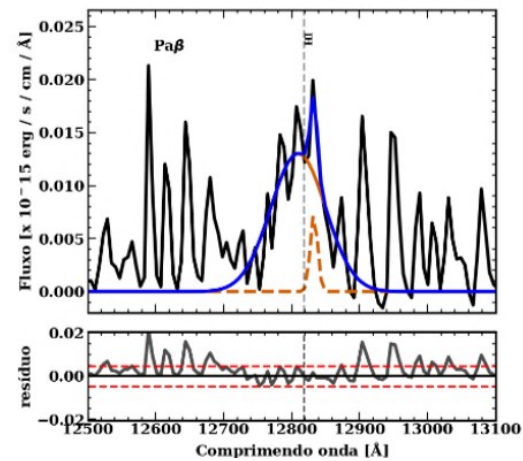
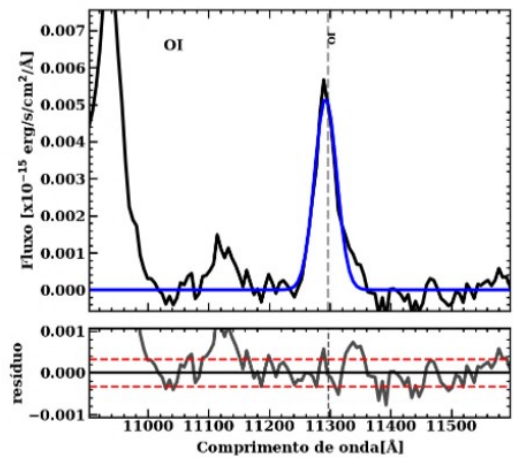
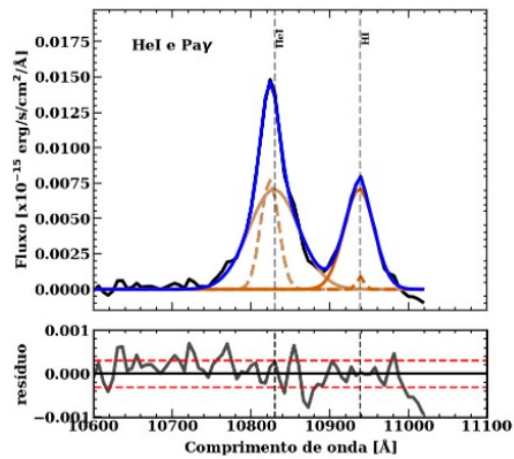
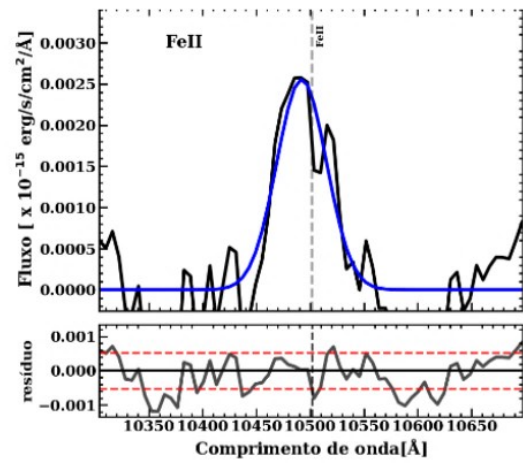
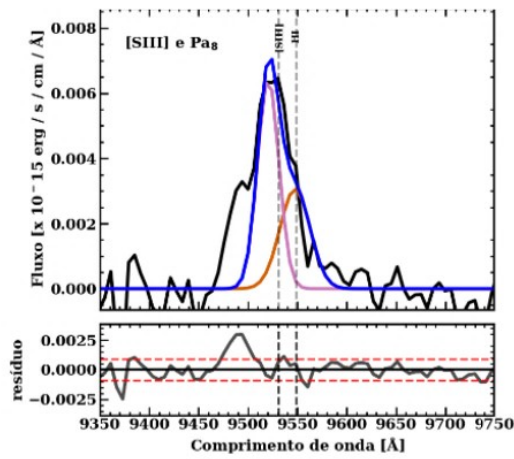
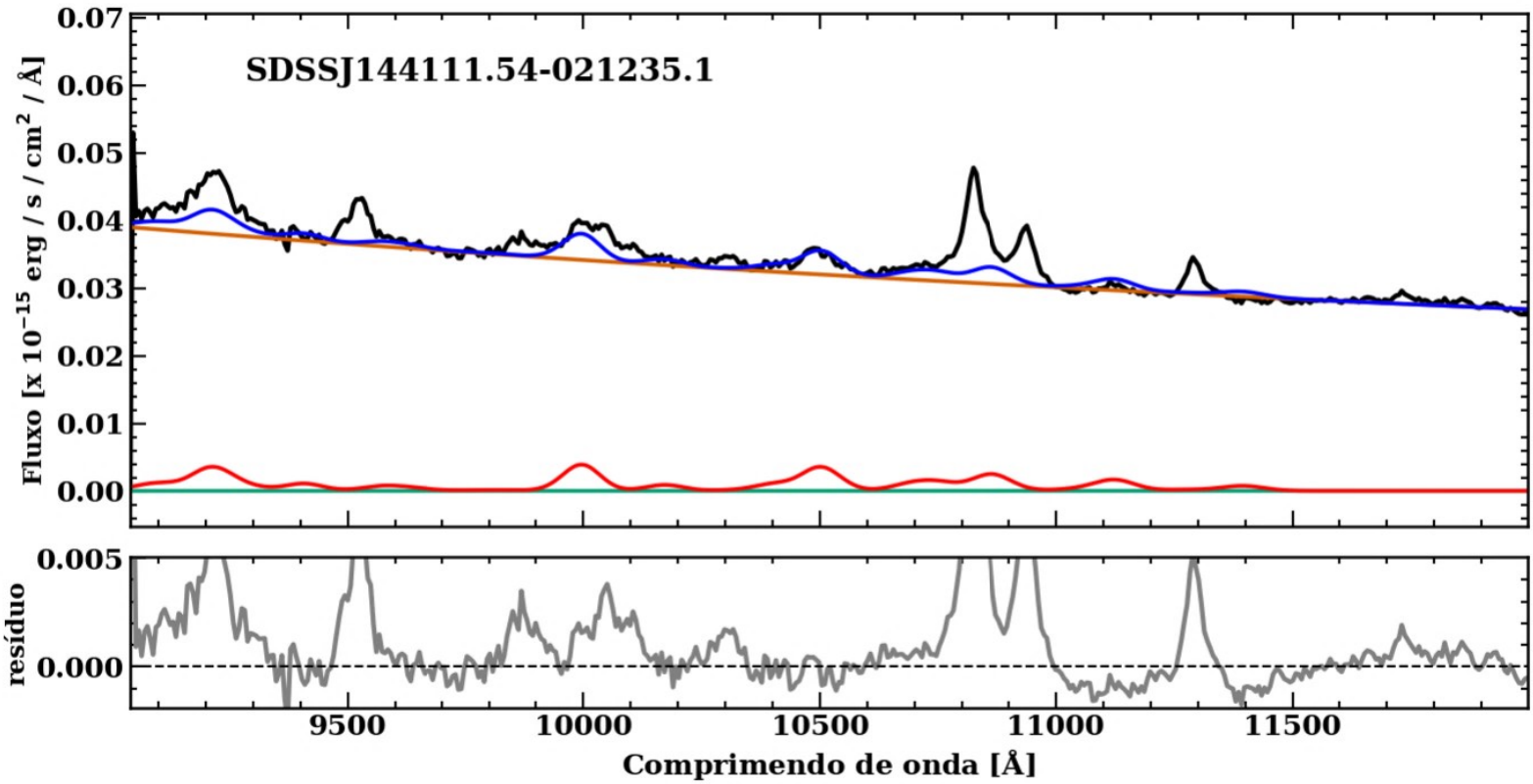


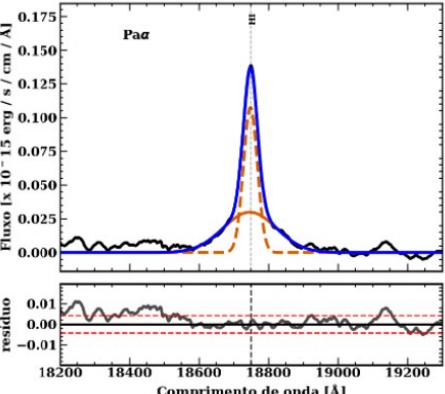
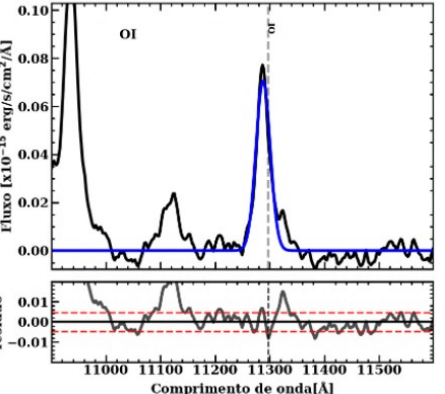
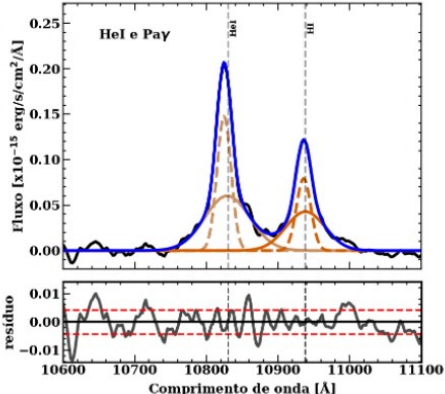
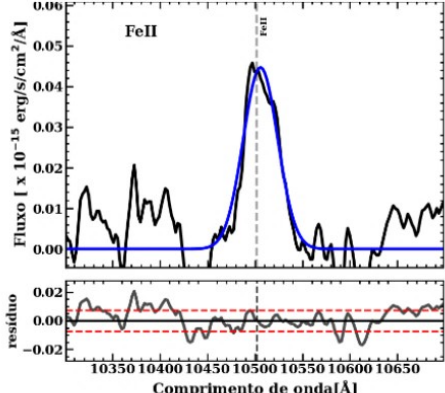
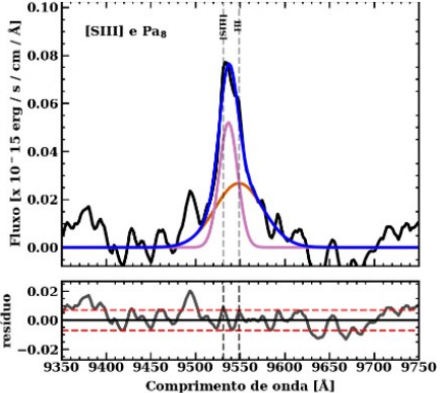
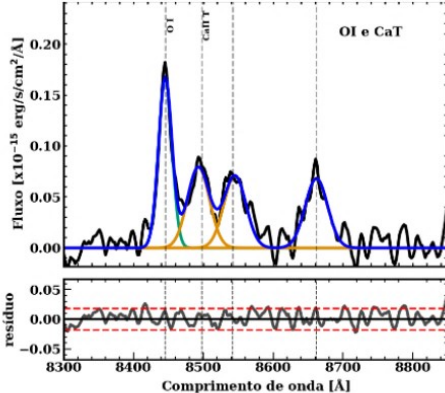
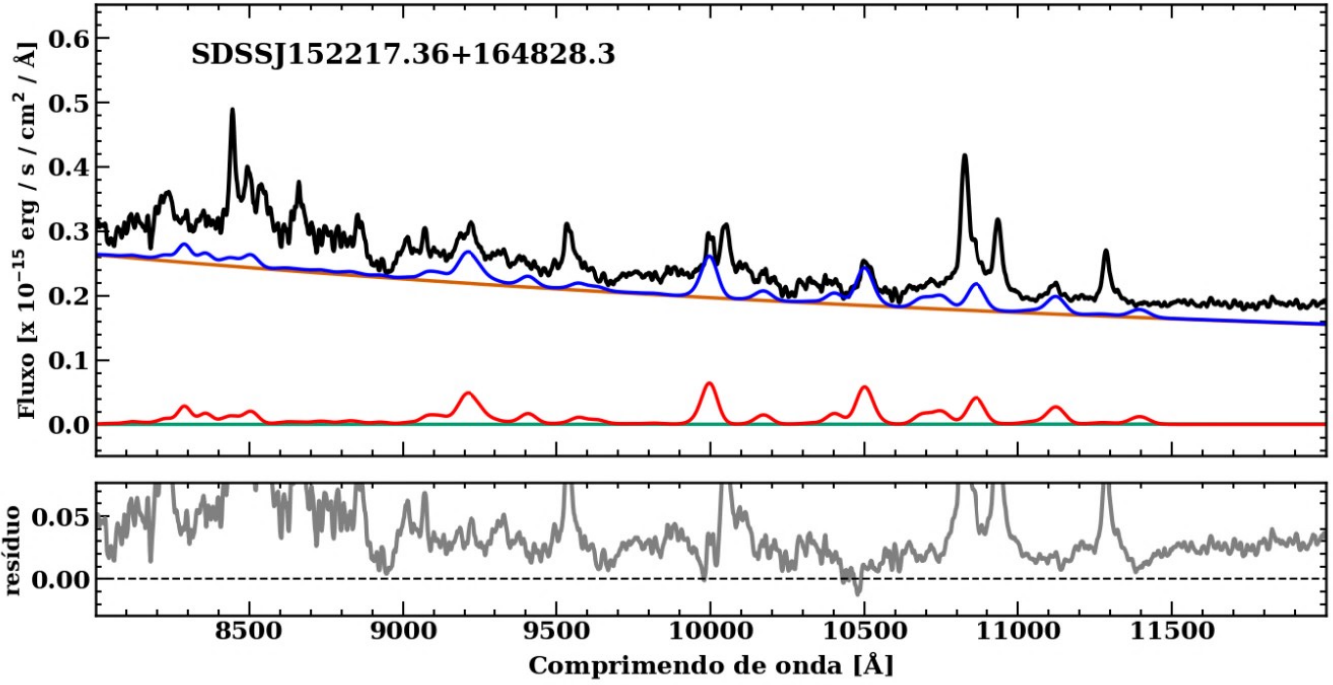


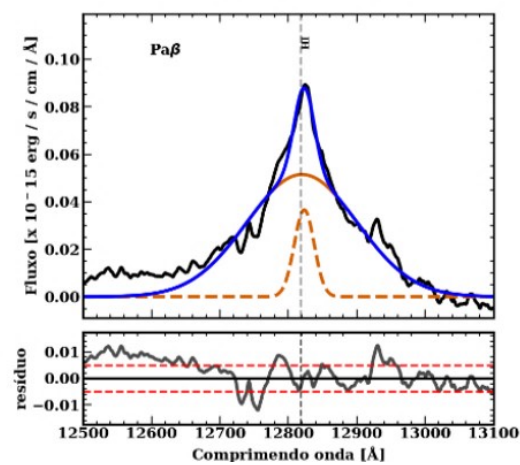
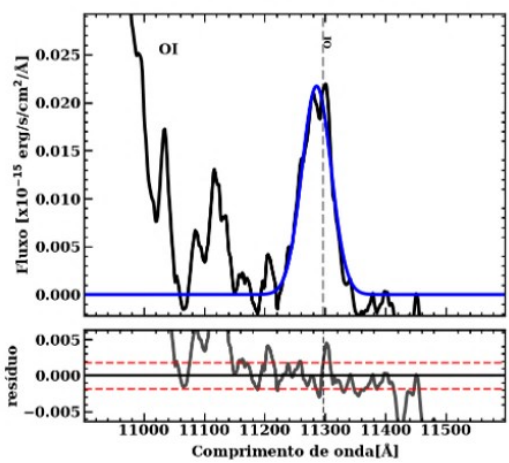
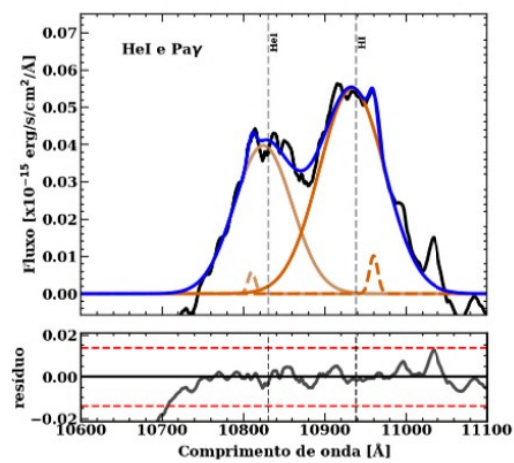
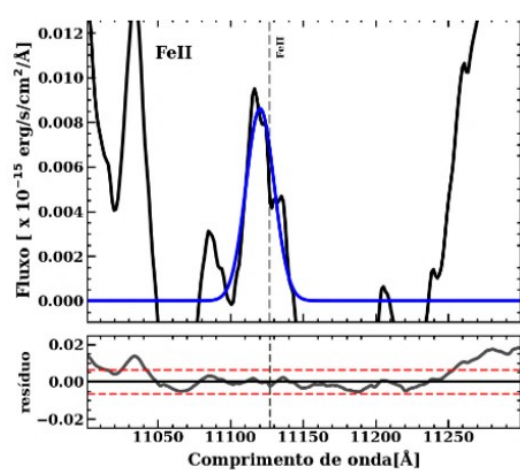
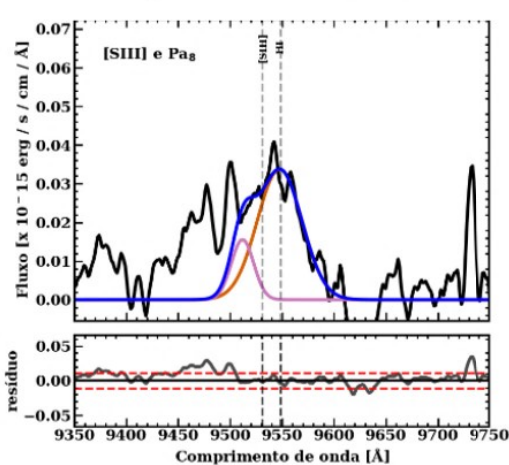
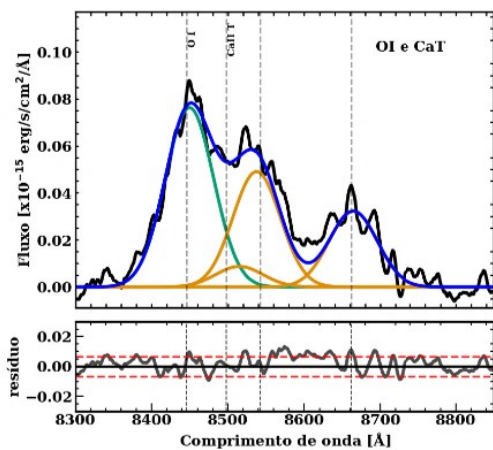
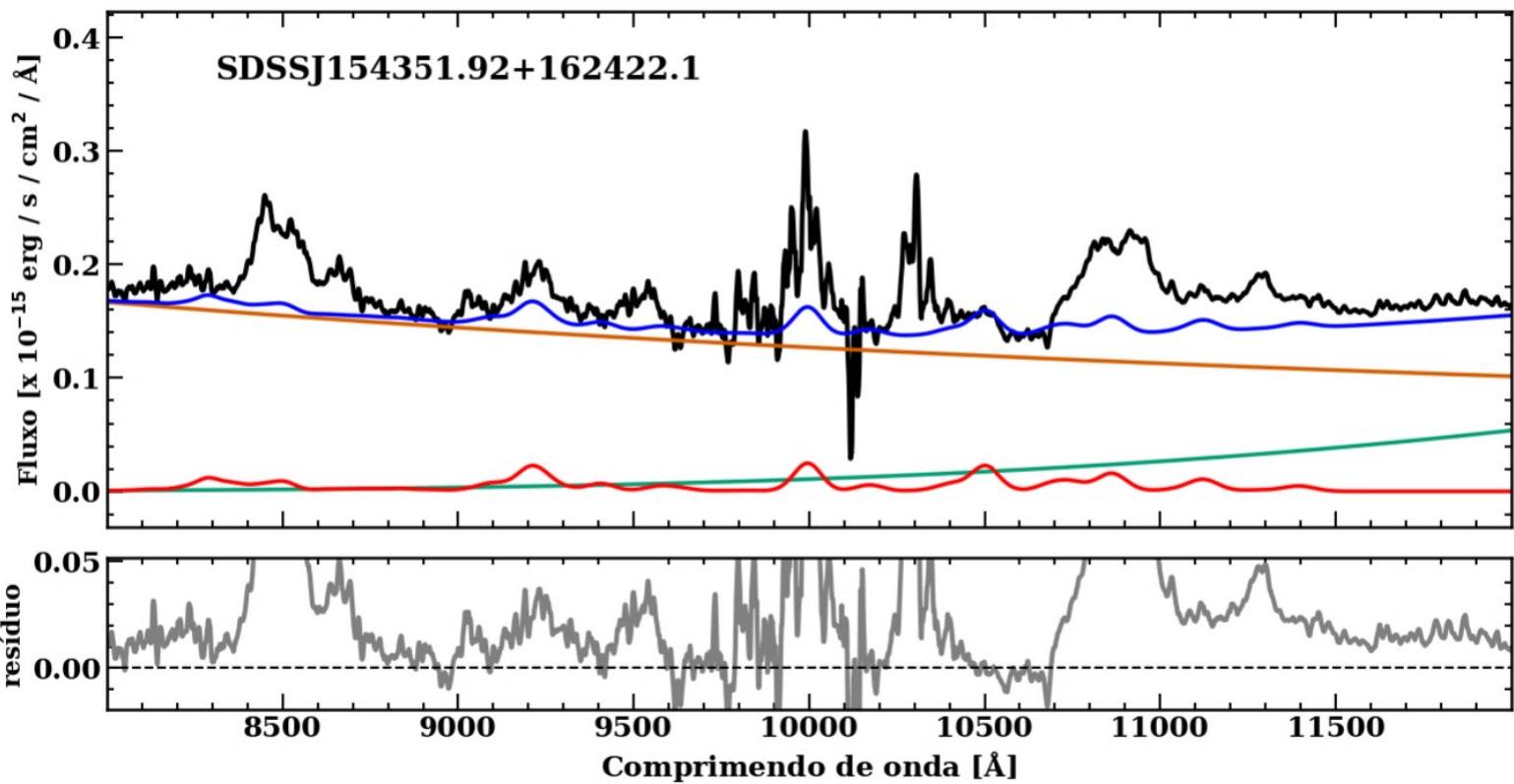


SDSSJ134426.41+441620.0

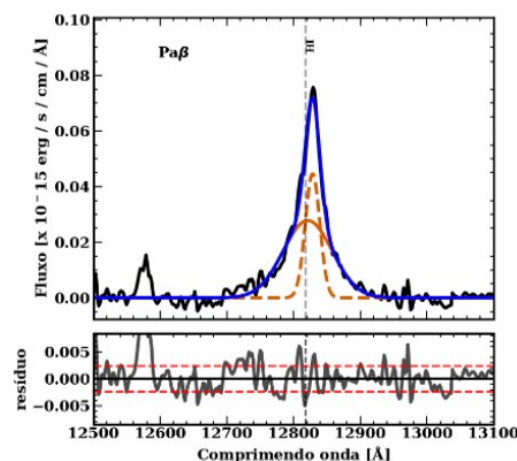
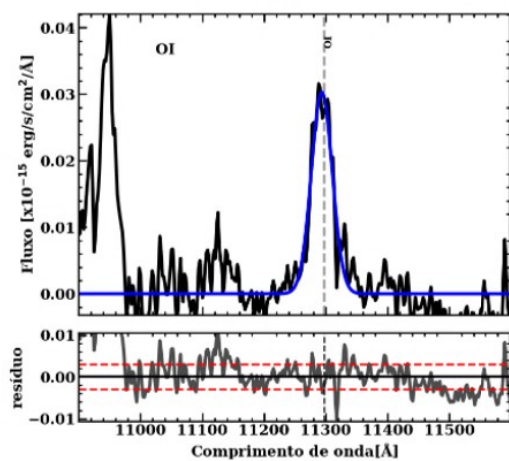
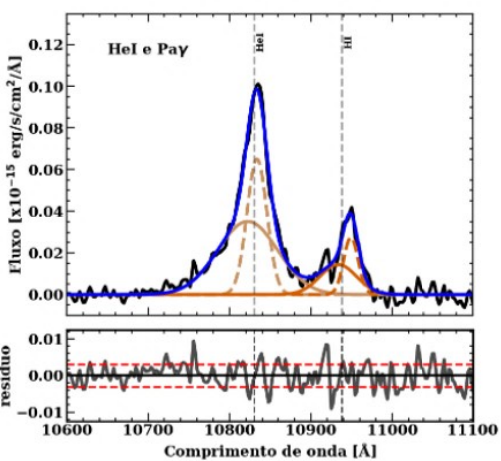
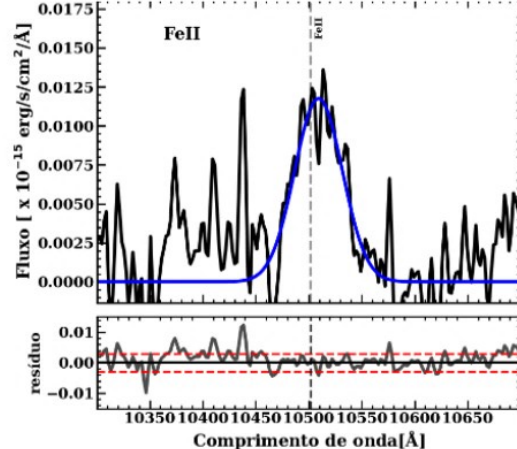
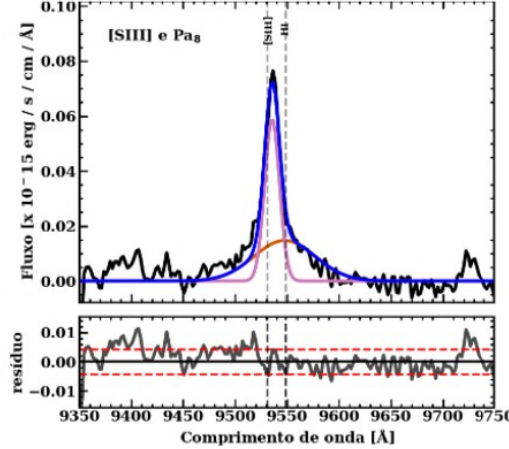
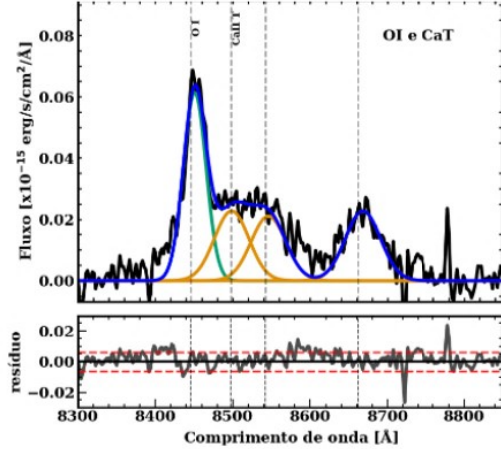
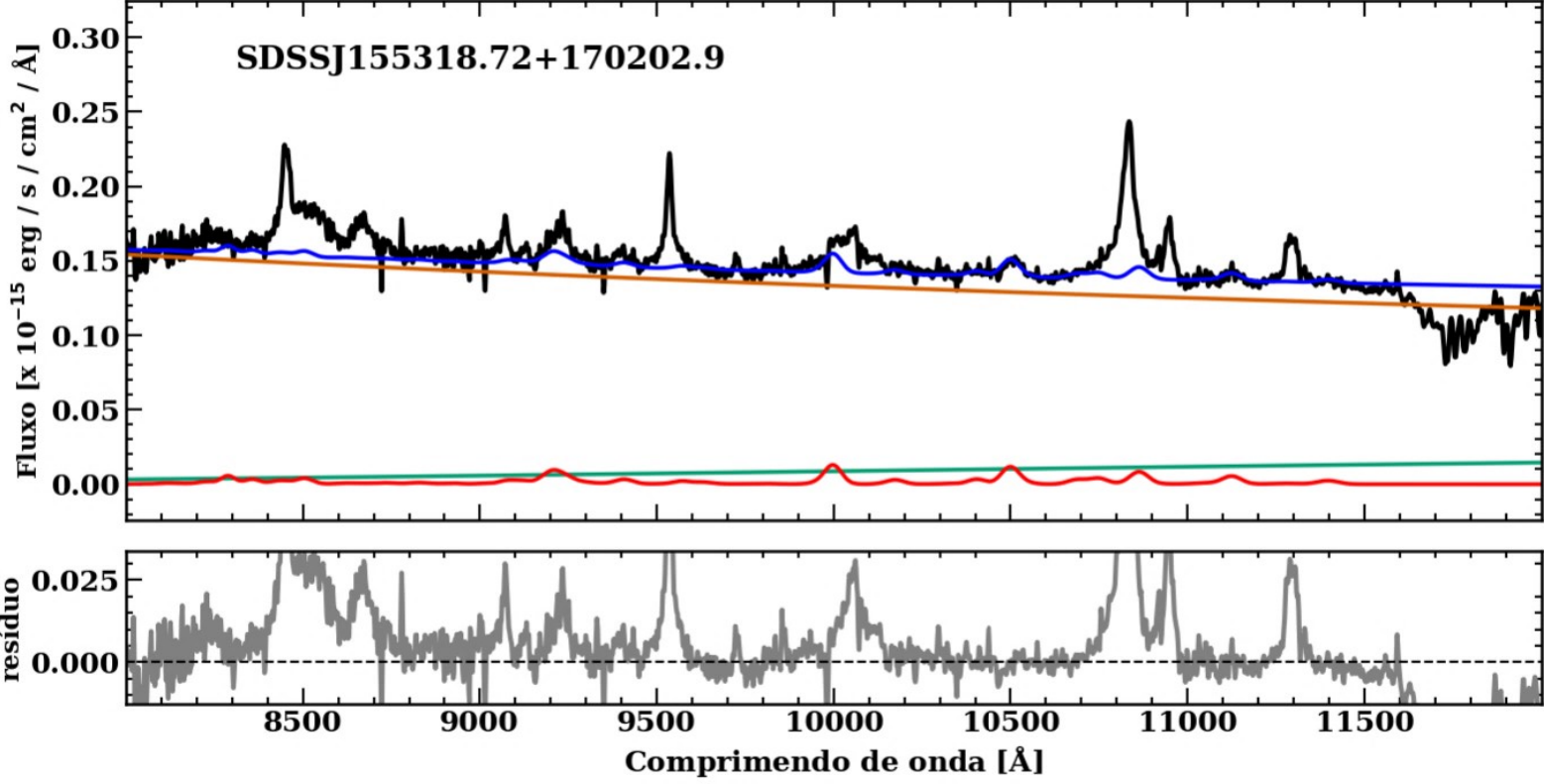


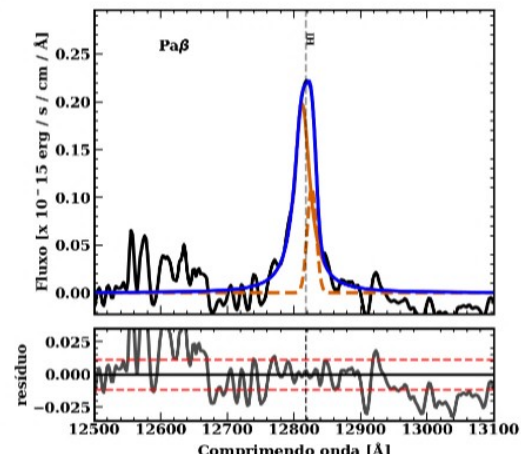
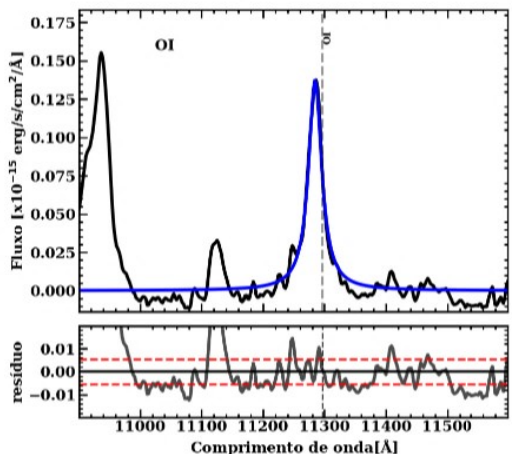
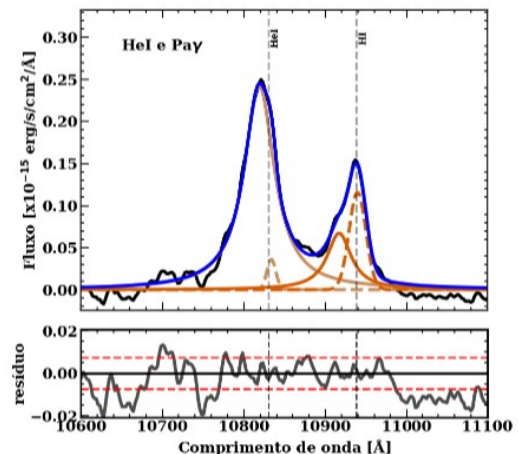
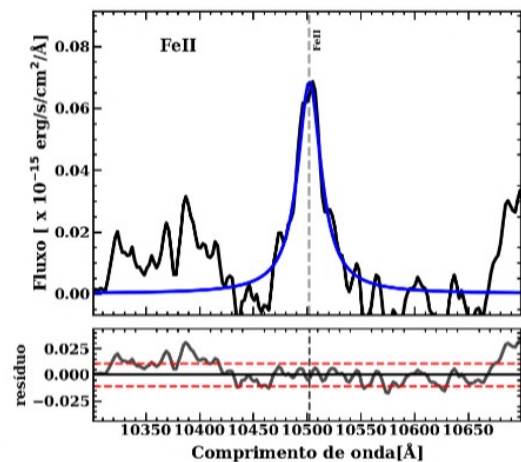
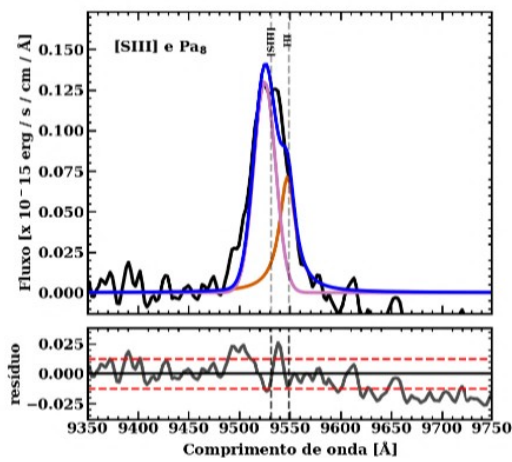
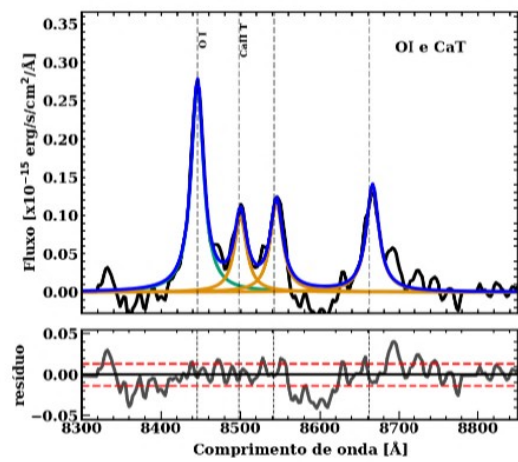
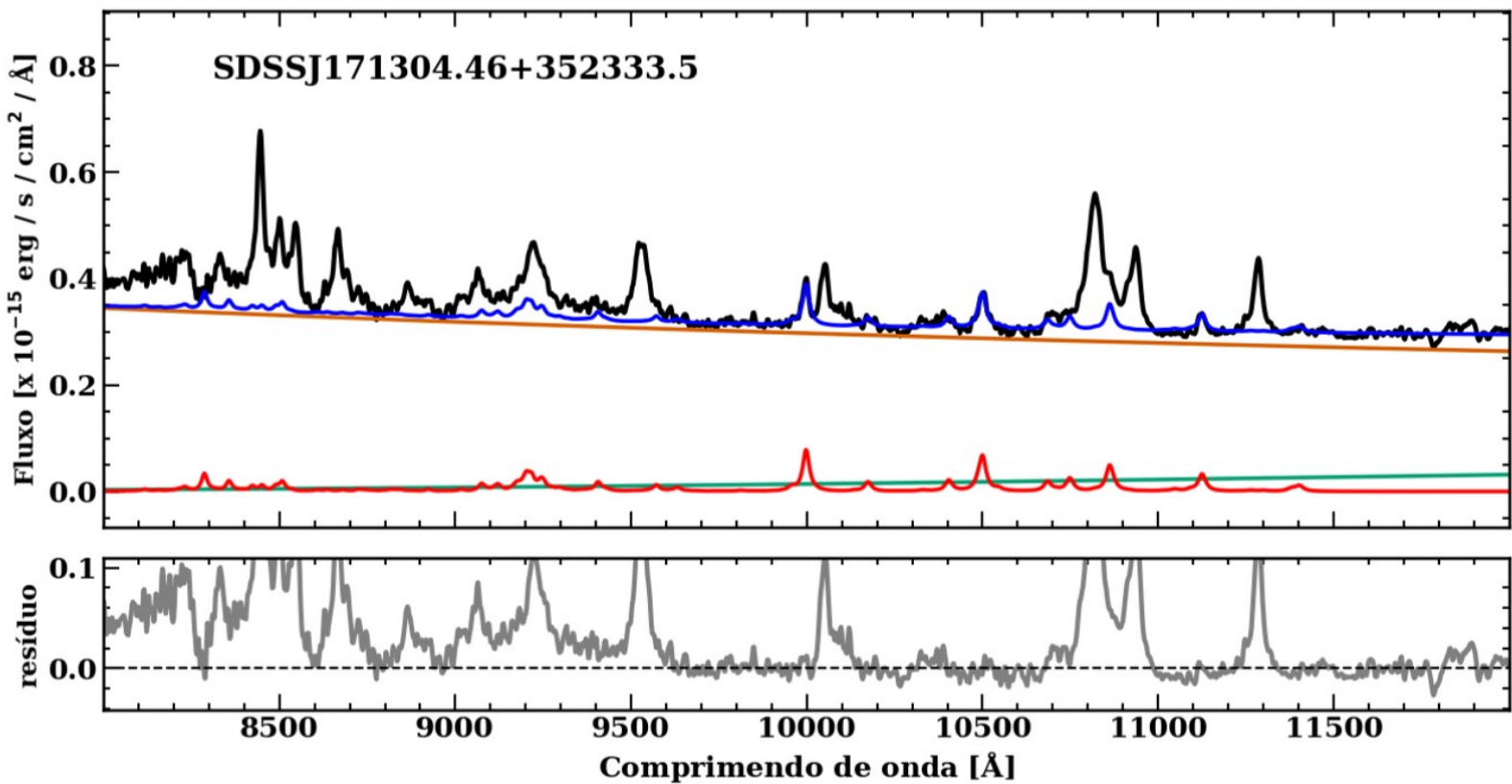


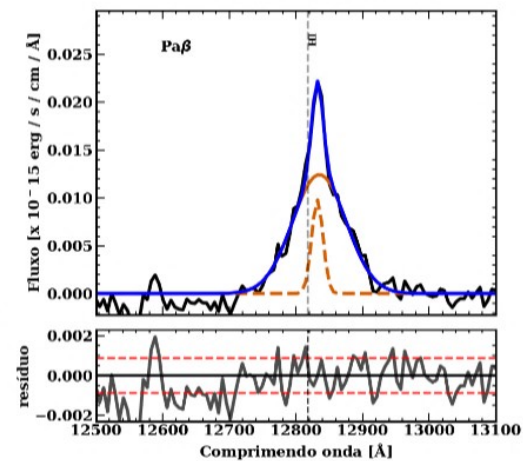
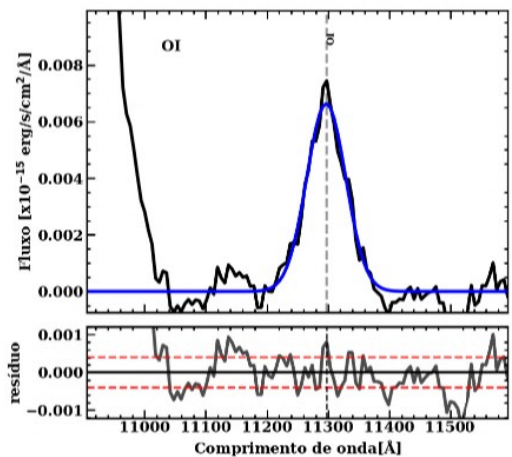
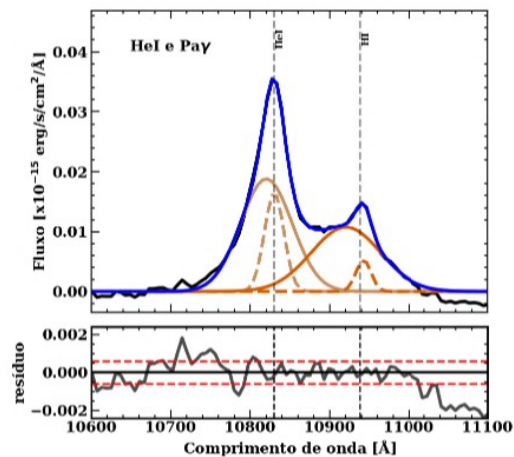
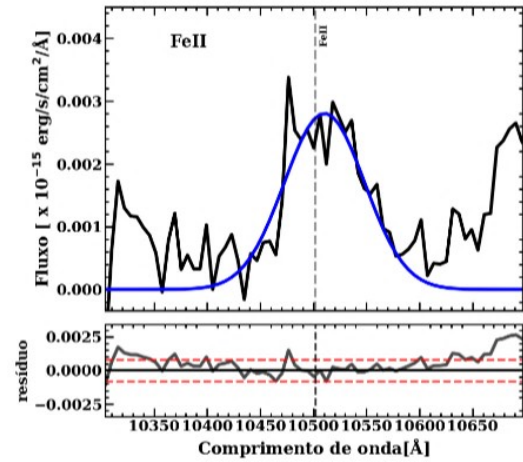
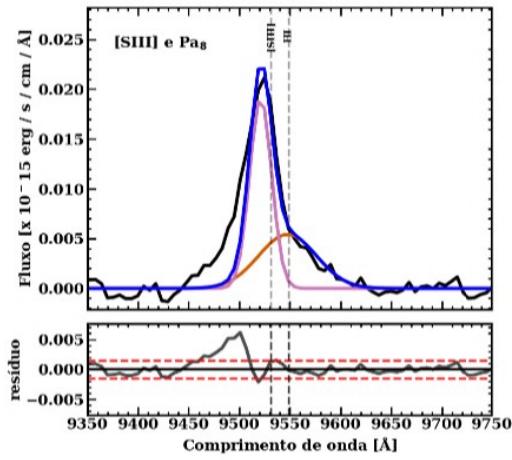
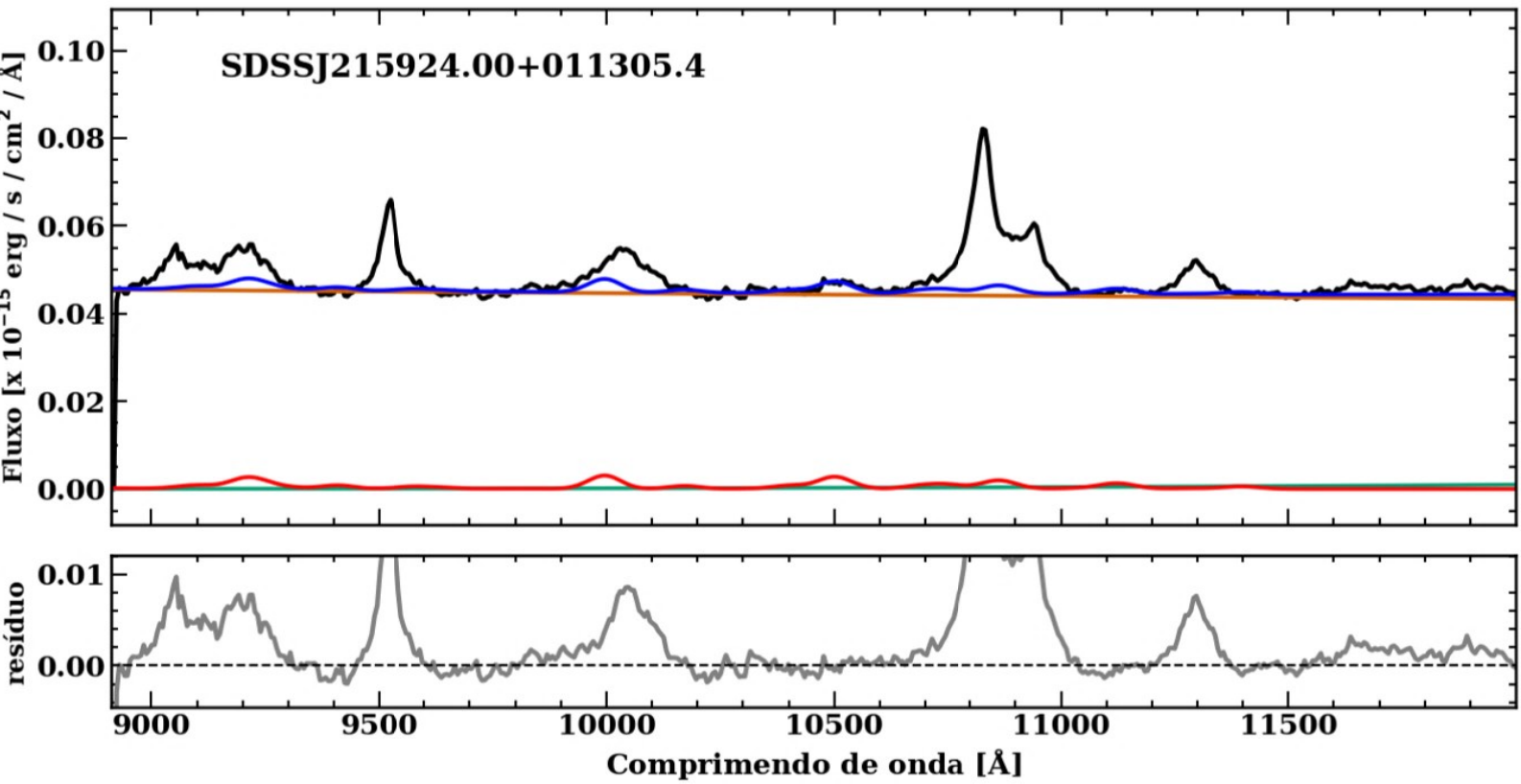


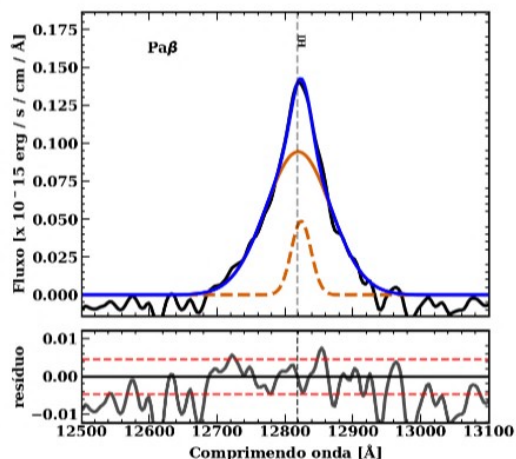
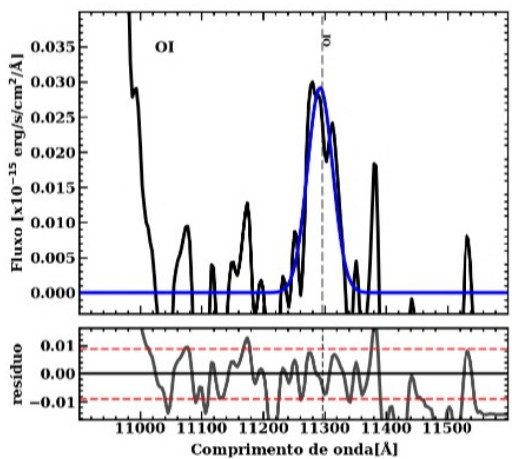
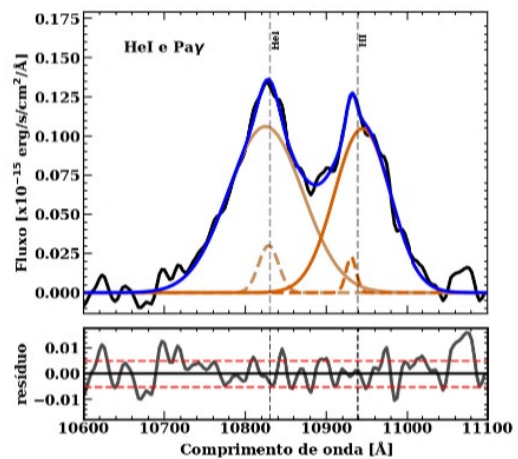
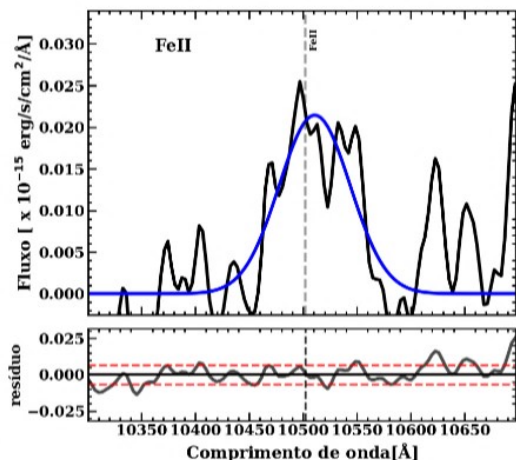
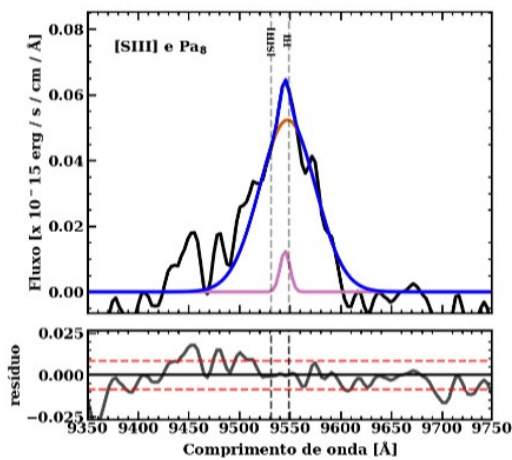
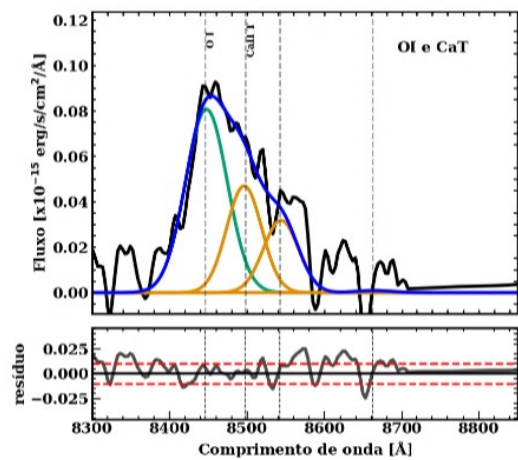
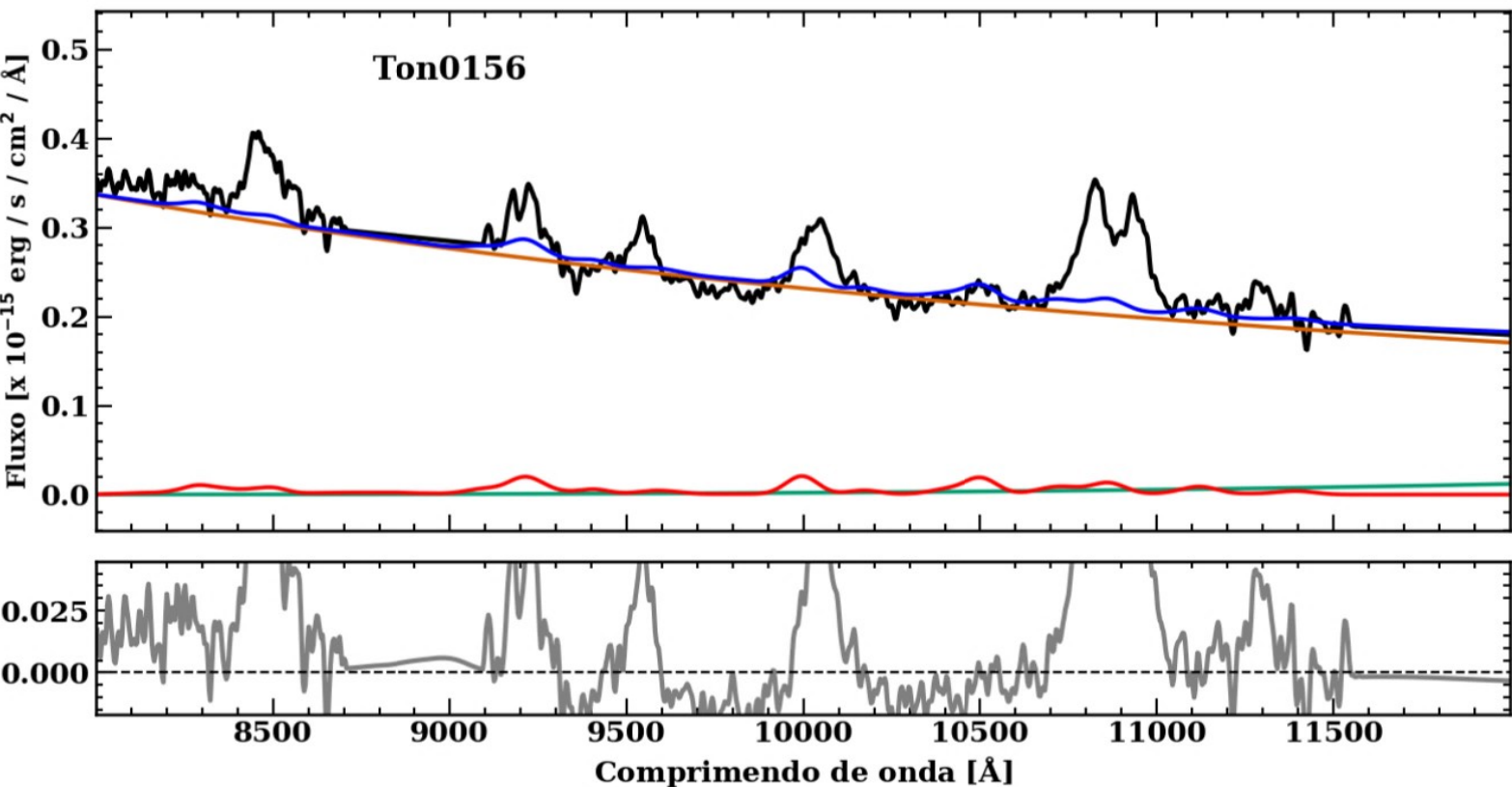


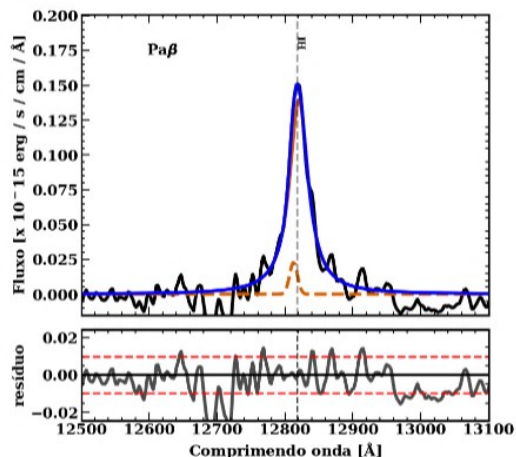
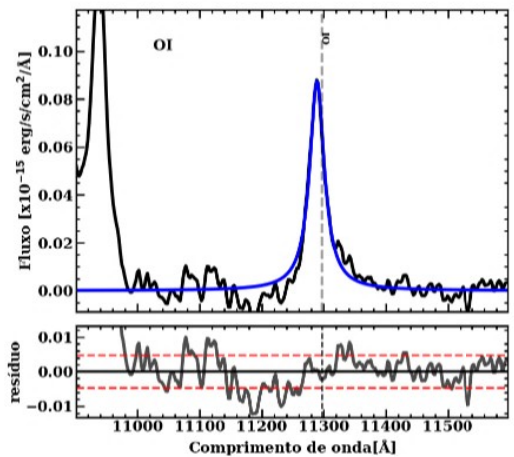
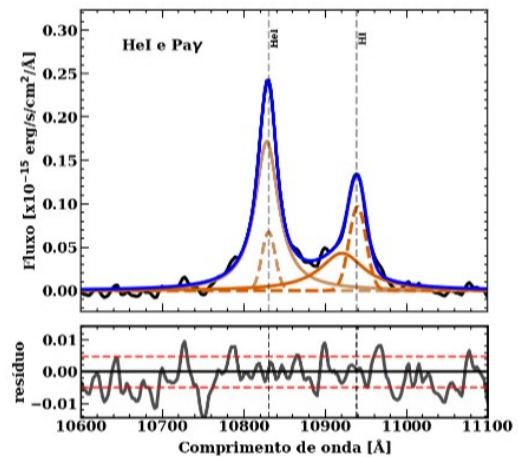
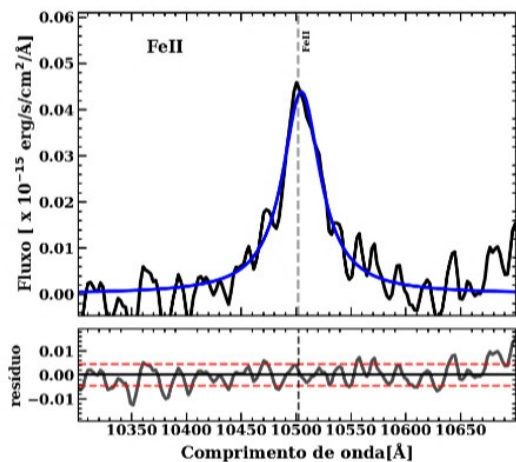
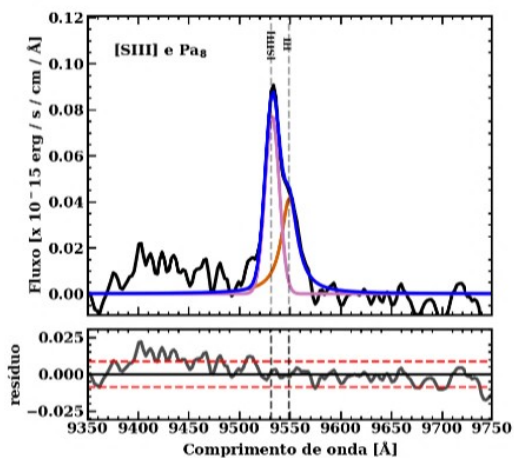
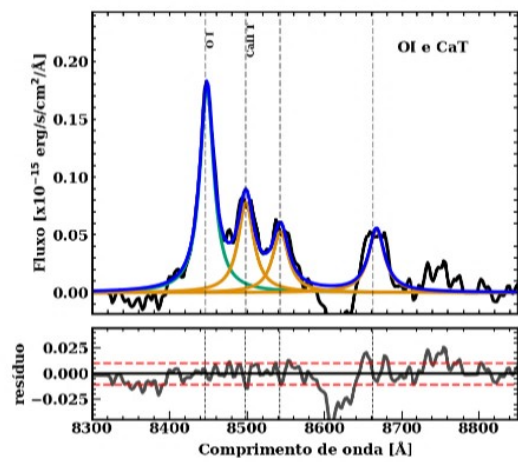
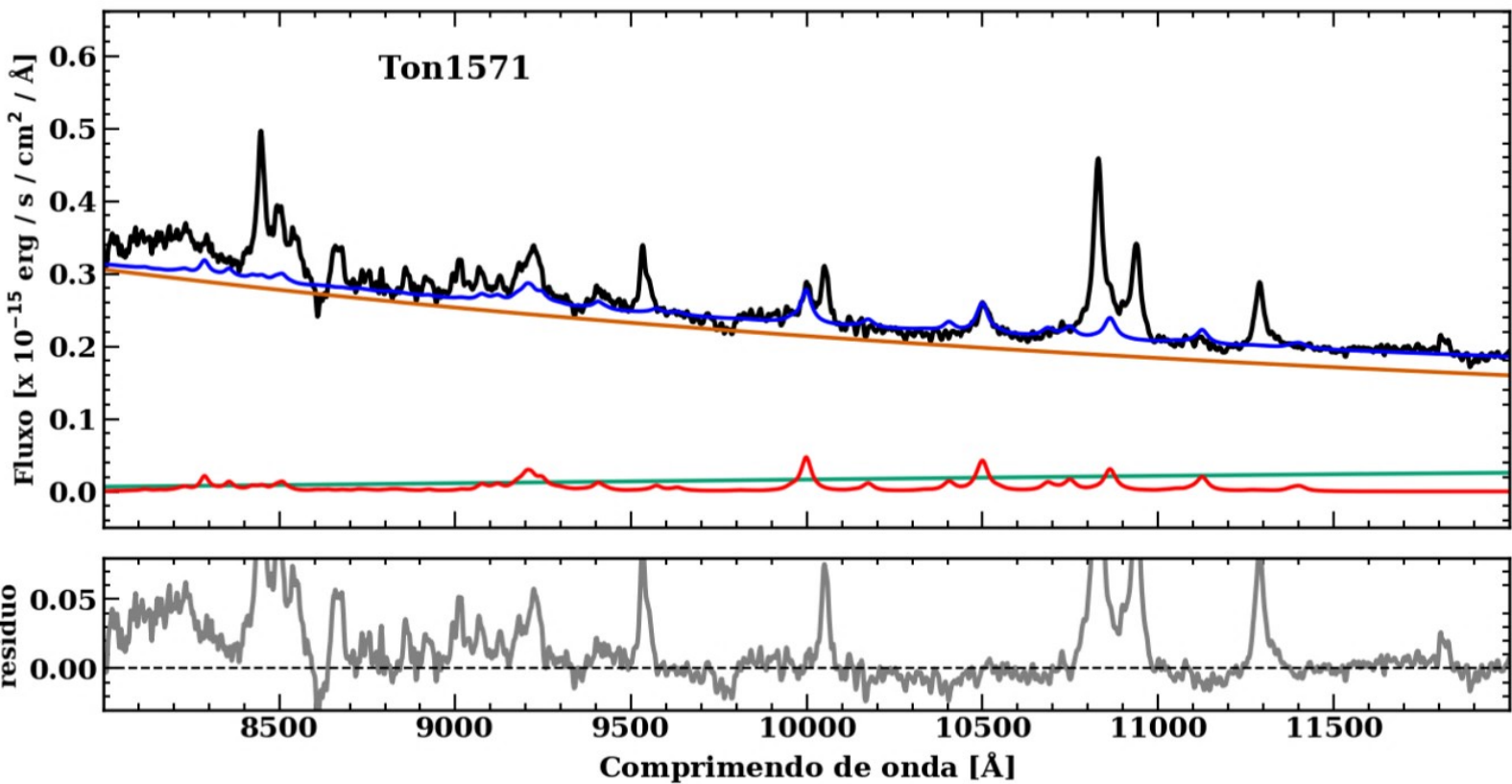
SDSSJ15318.72+170202.9

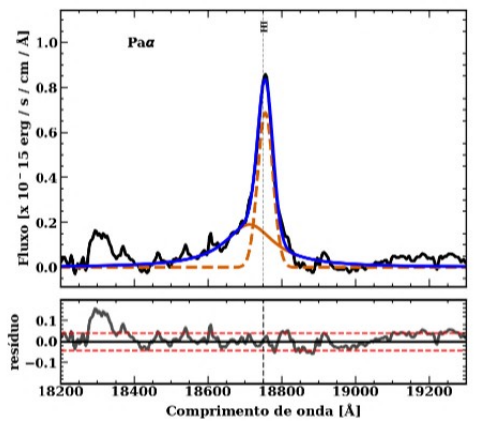
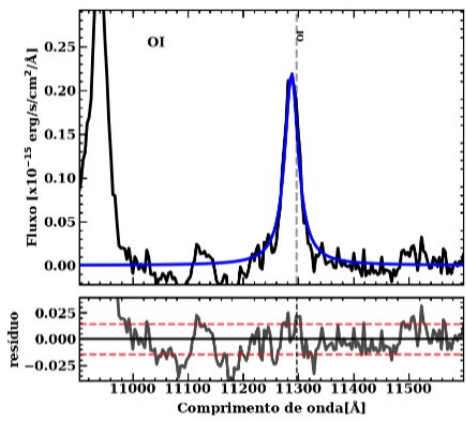
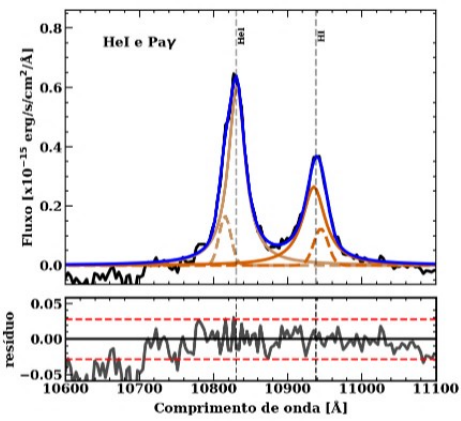
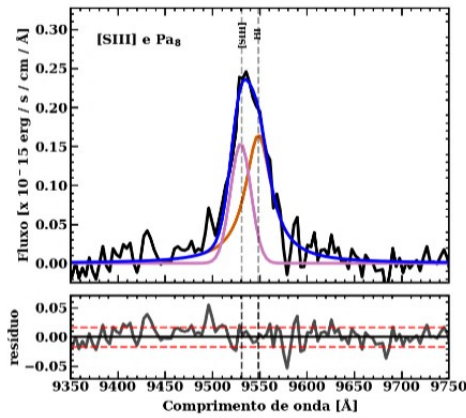
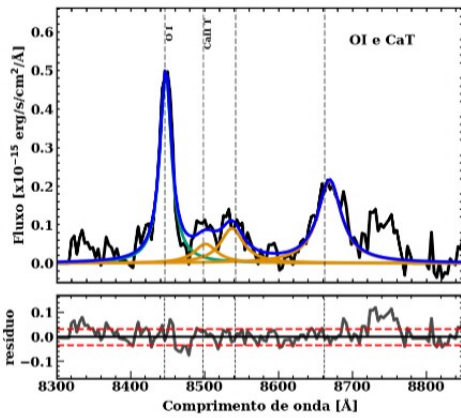
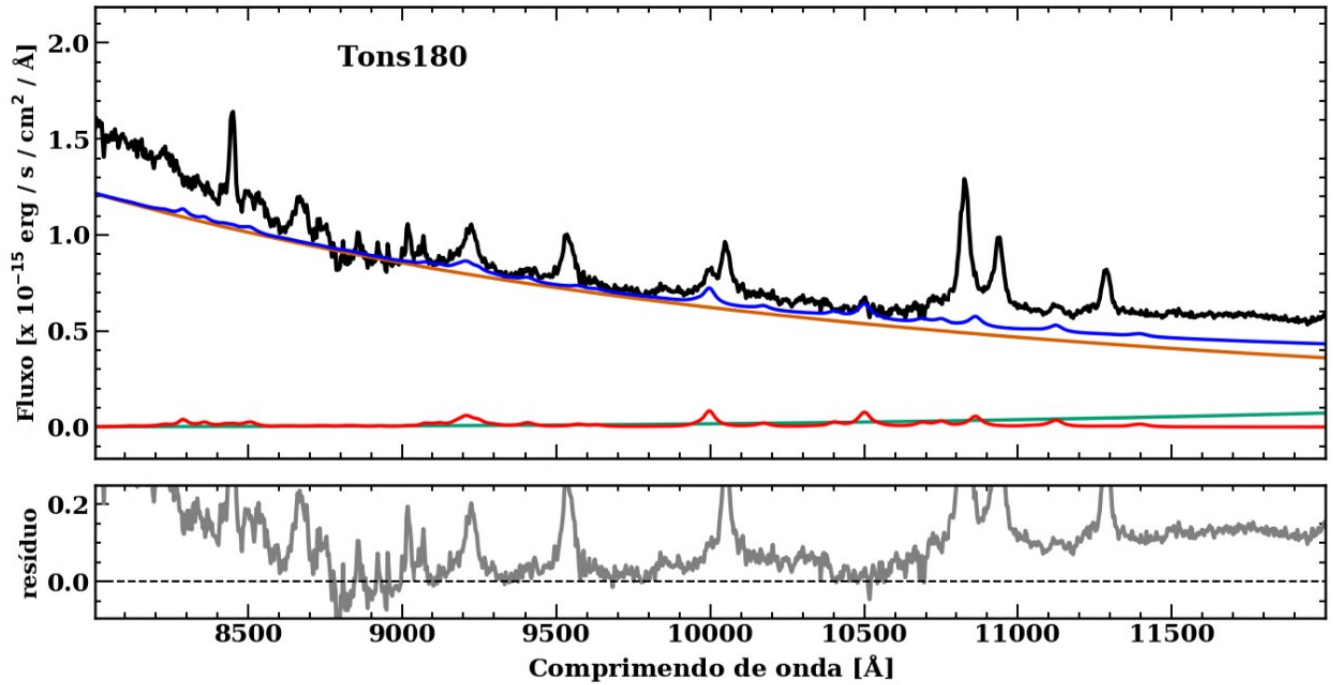


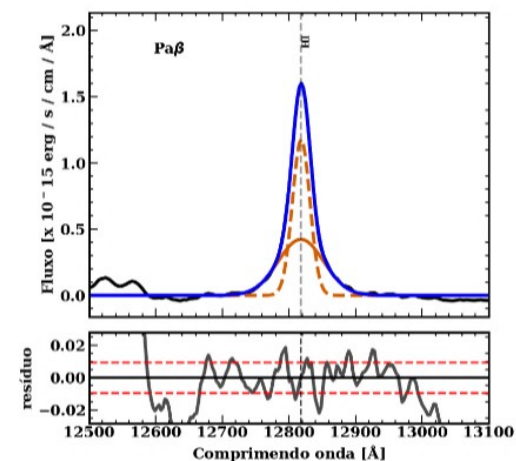
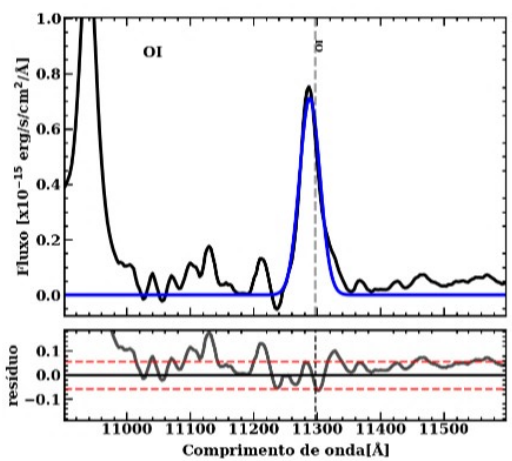
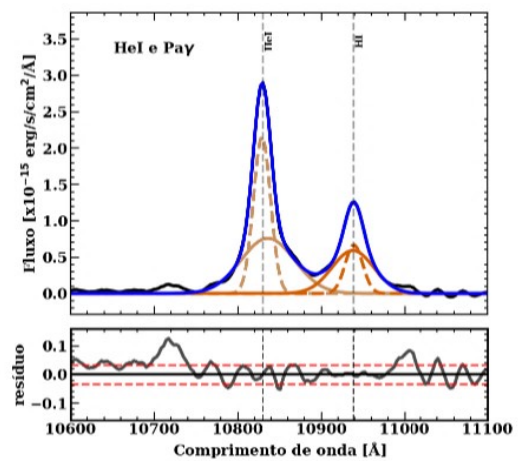
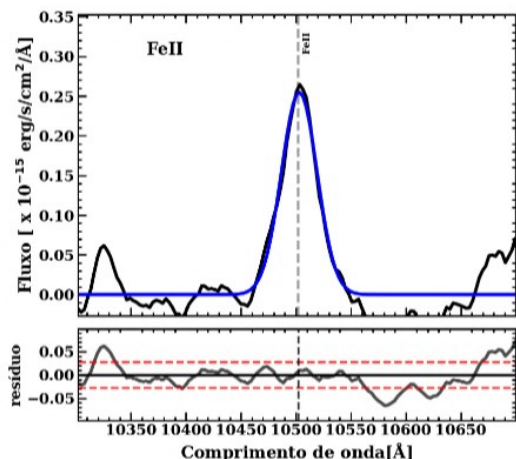
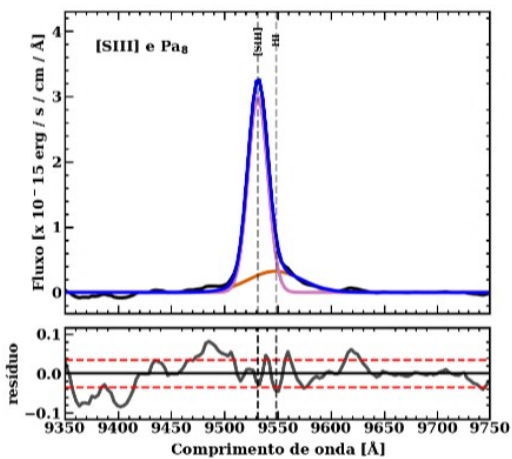
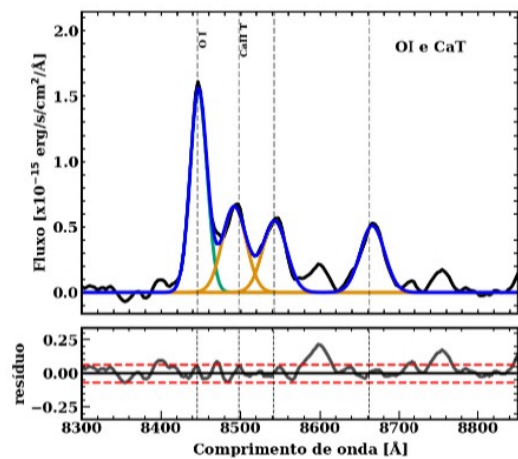
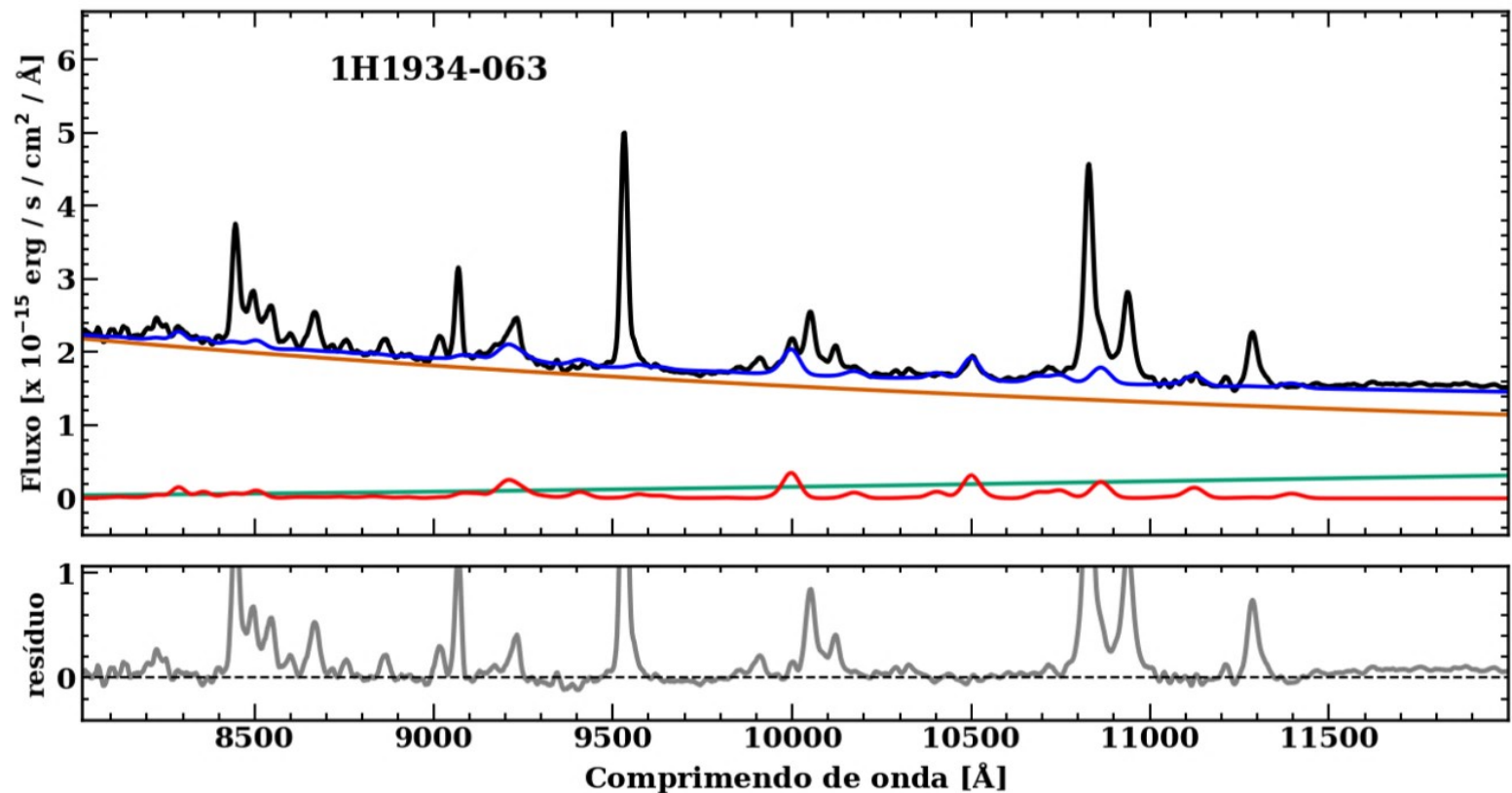


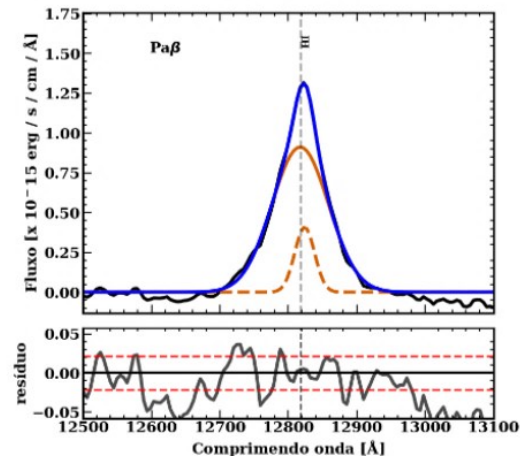
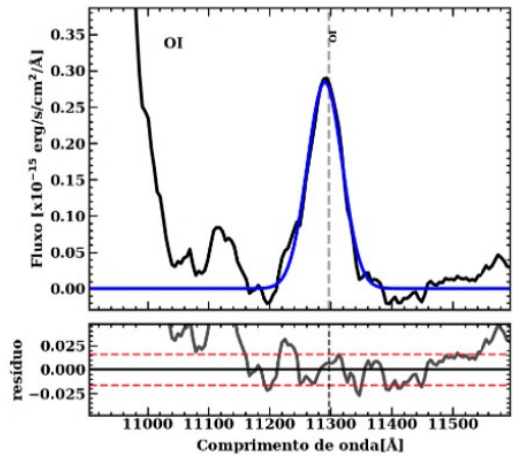
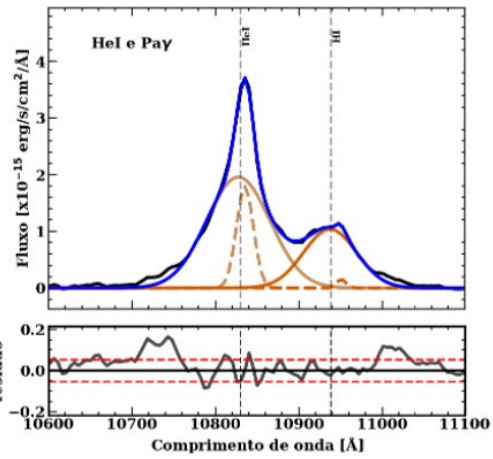
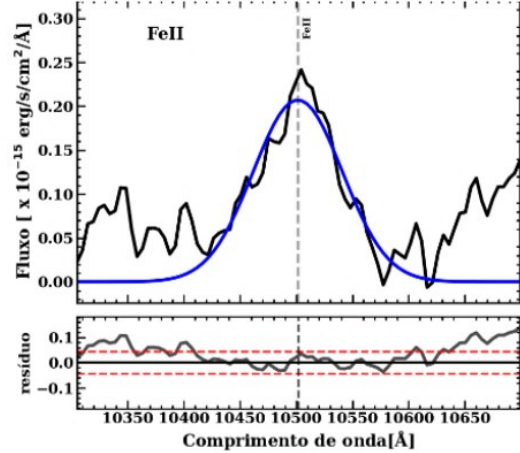
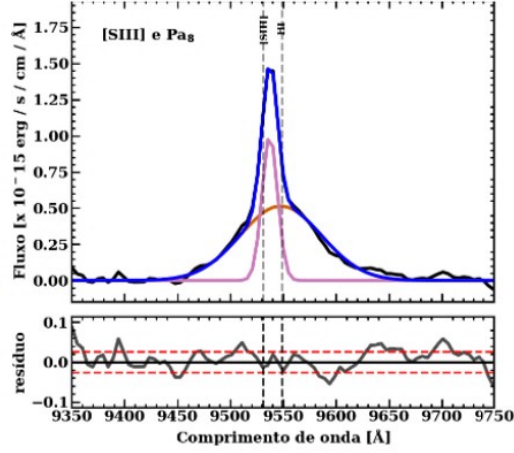
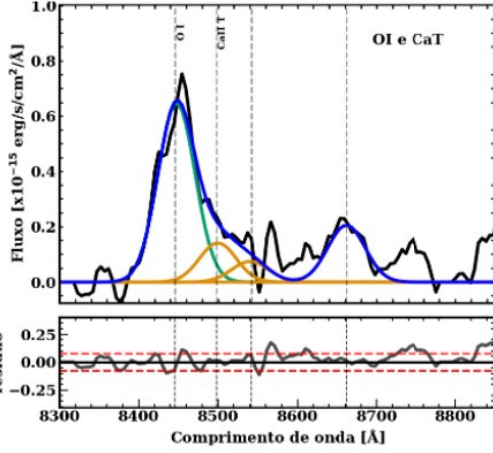
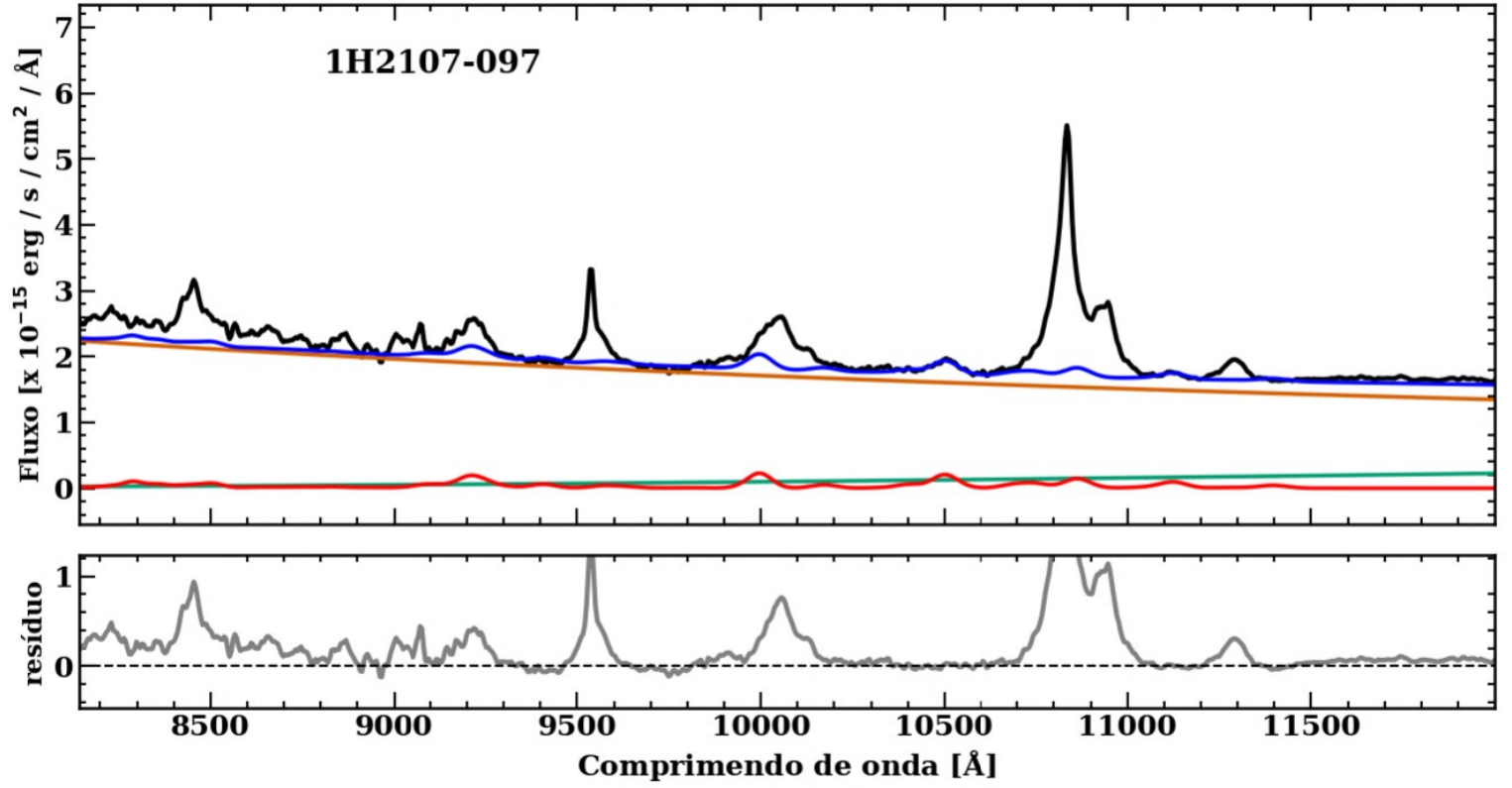


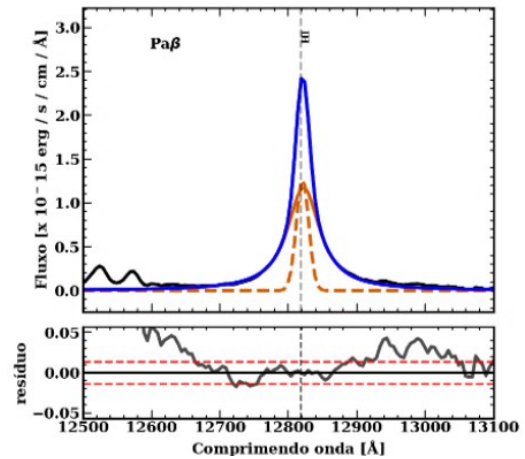
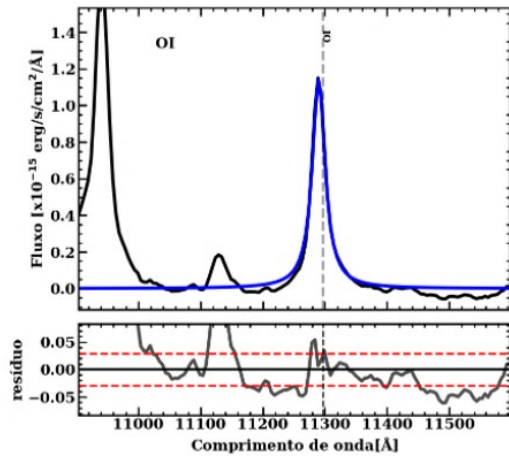
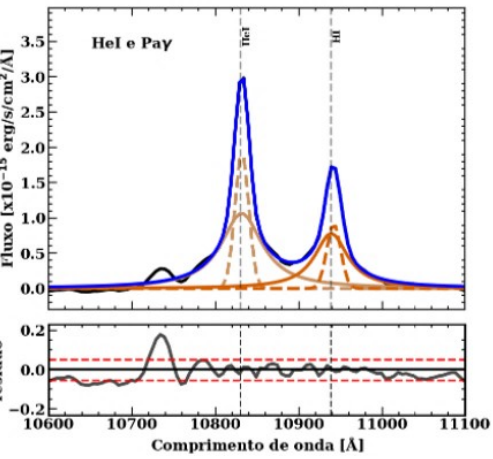
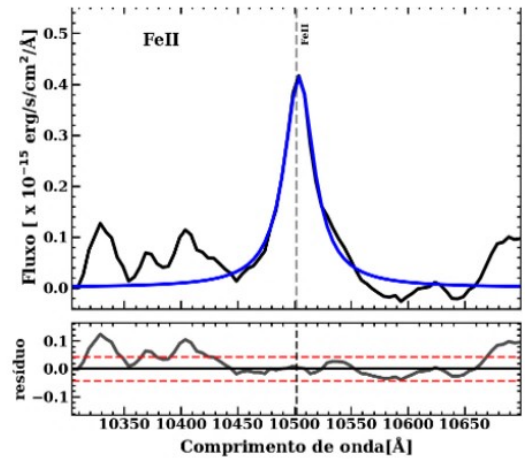
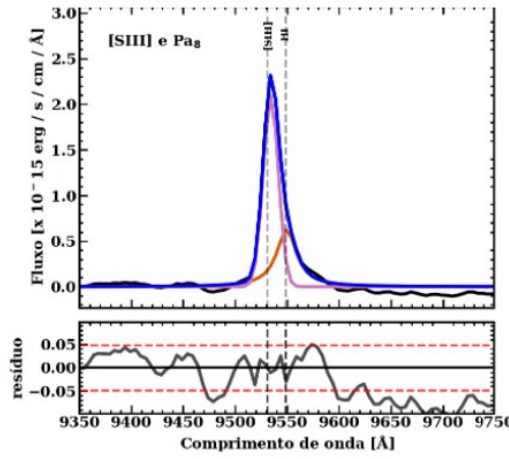
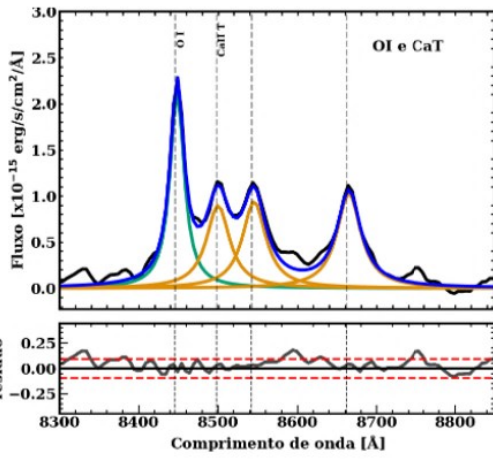
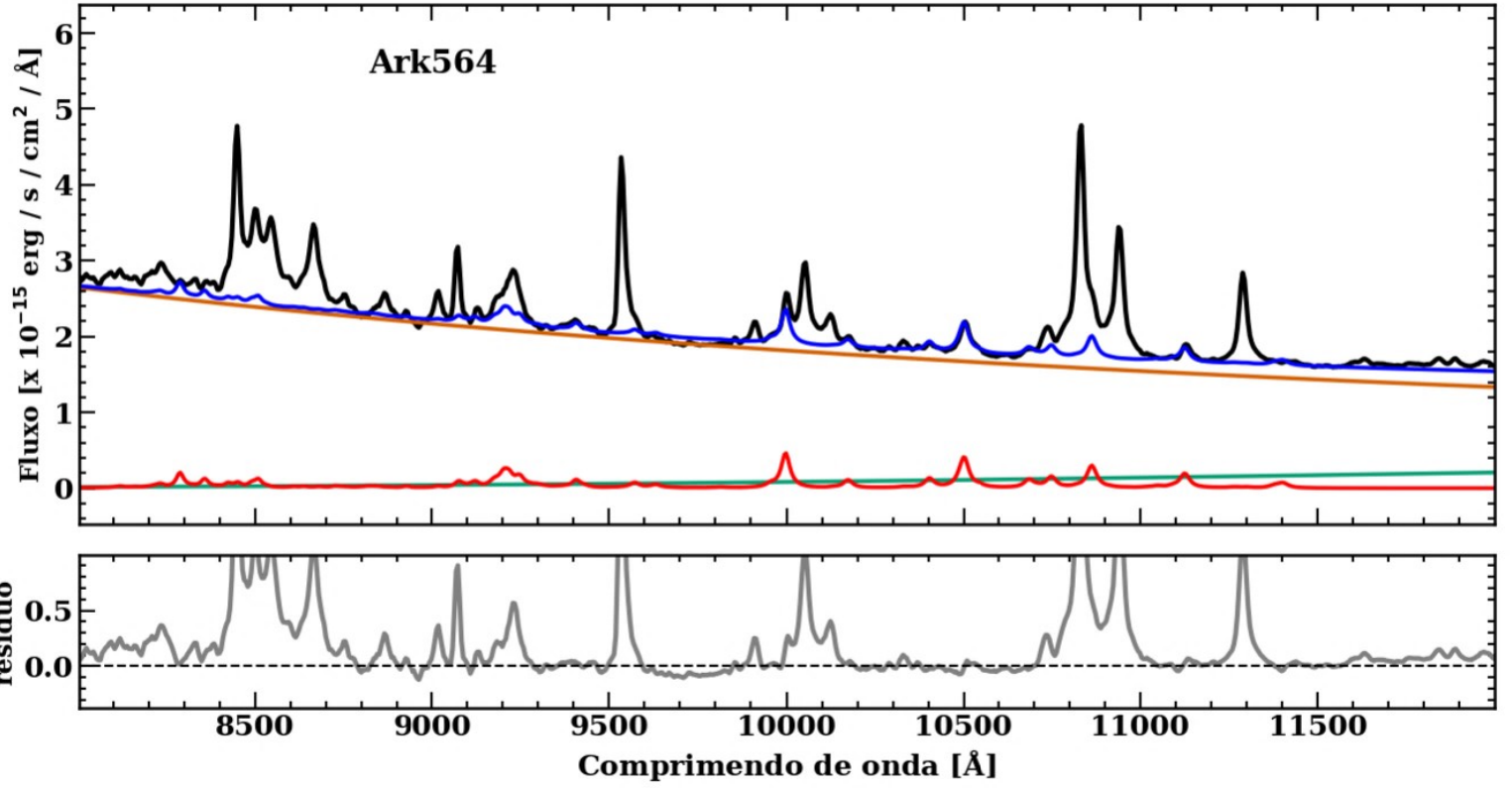


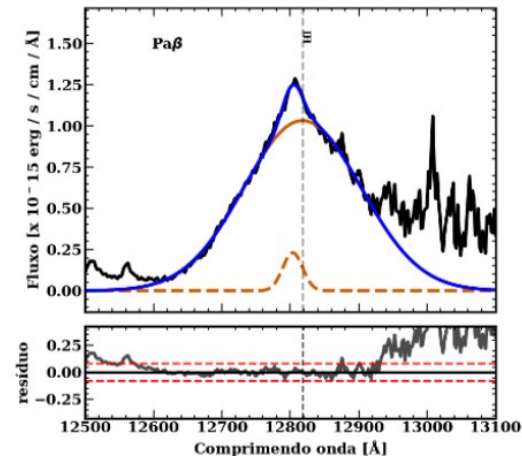
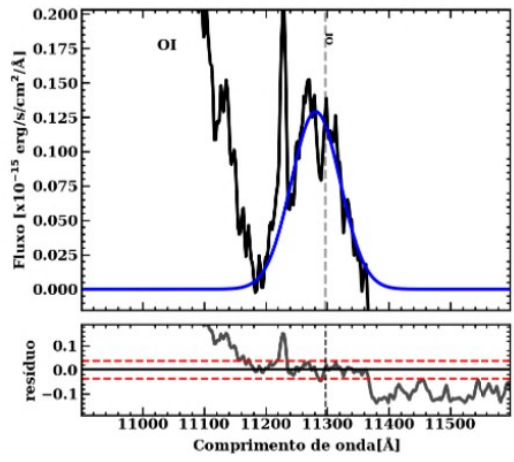
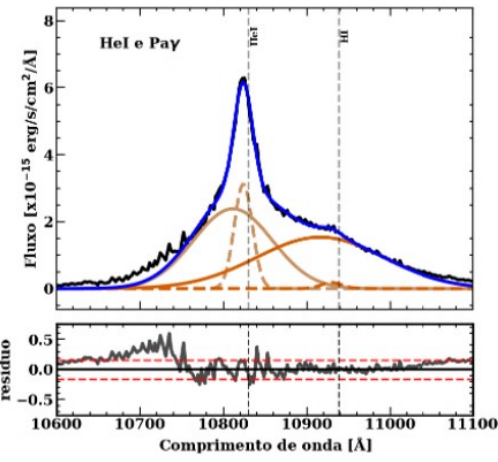
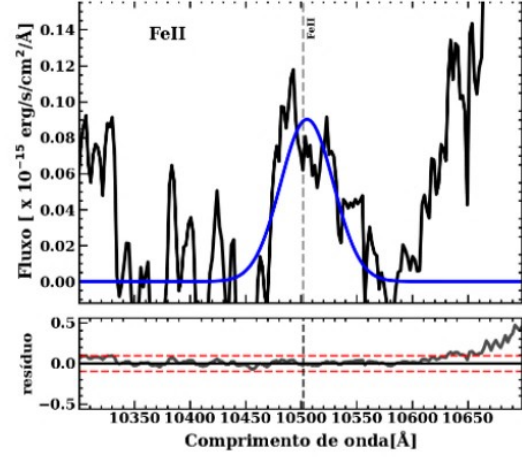
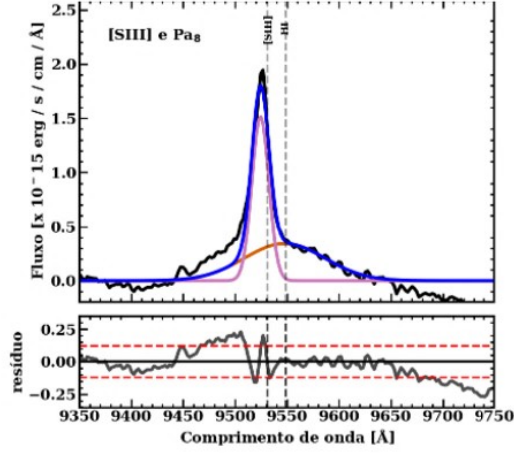
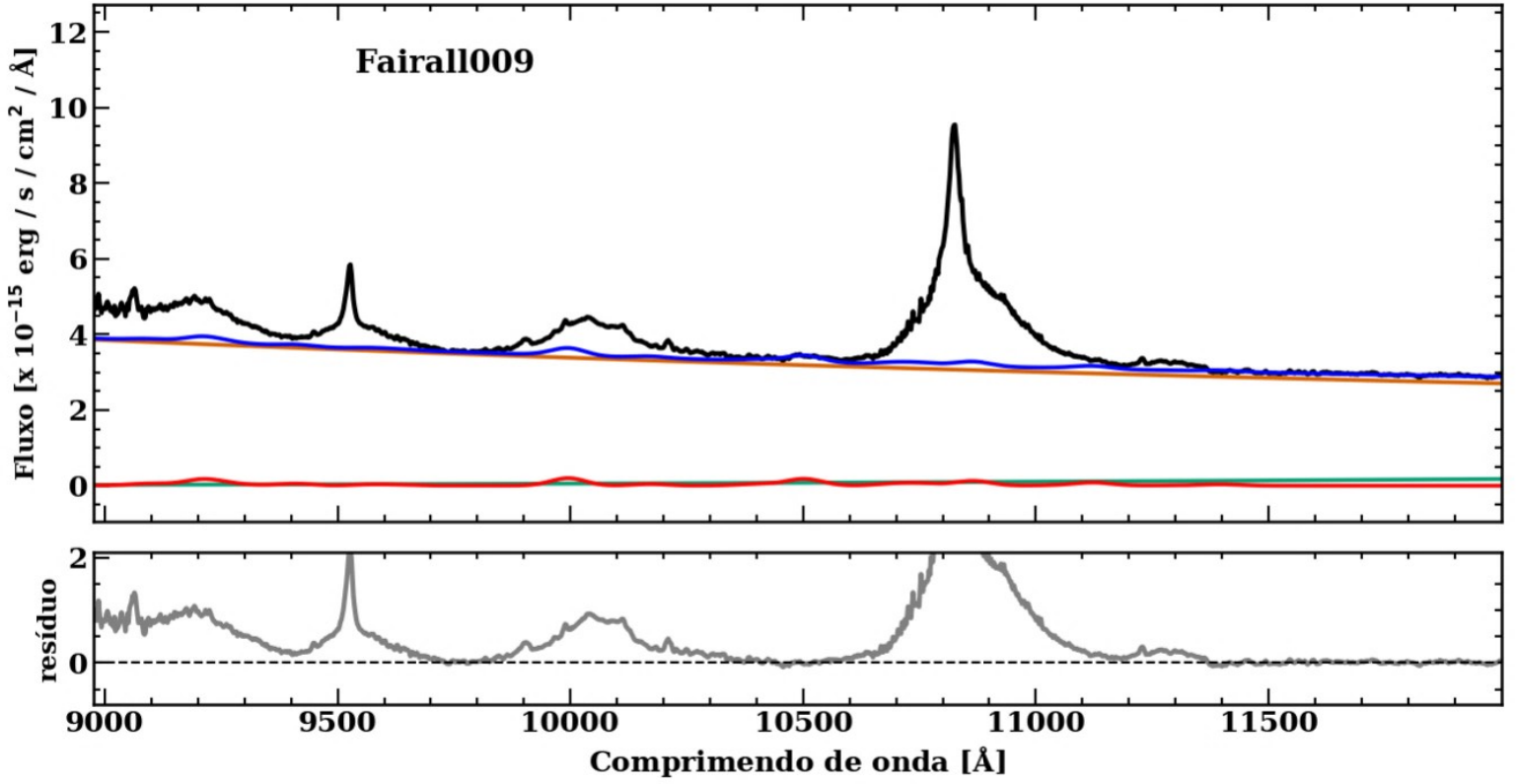


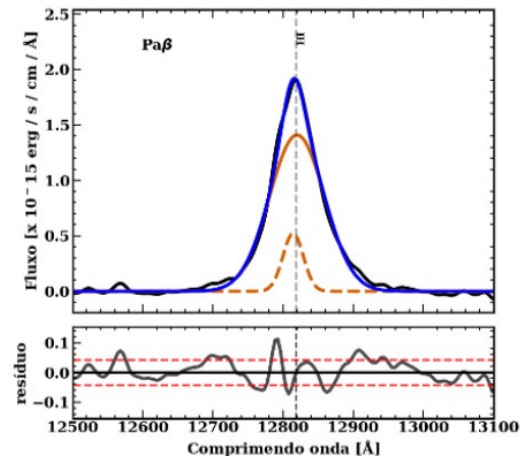
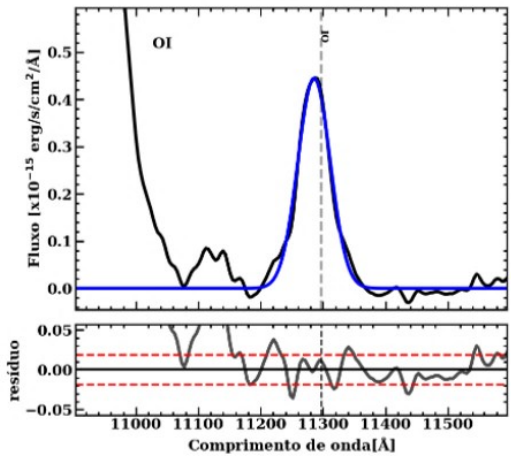
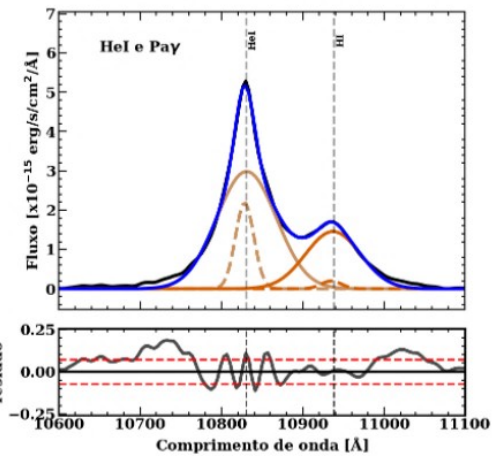
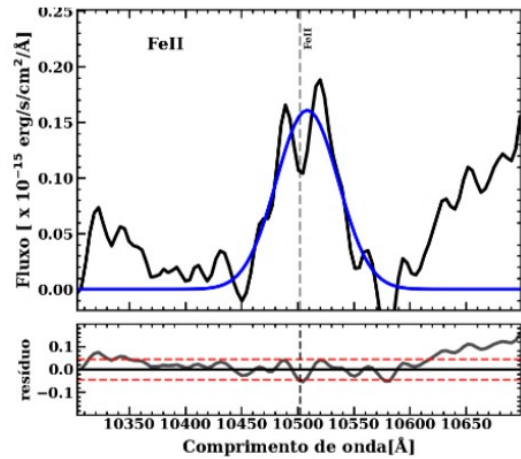
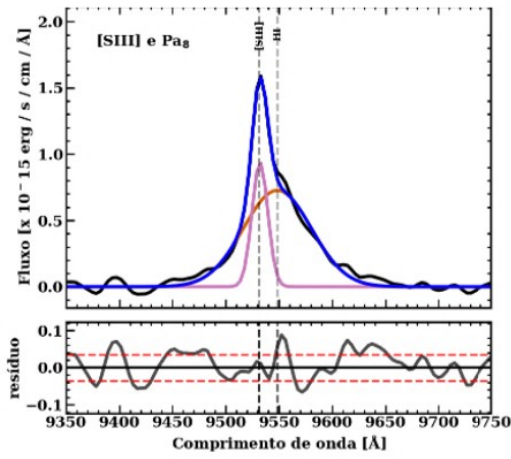
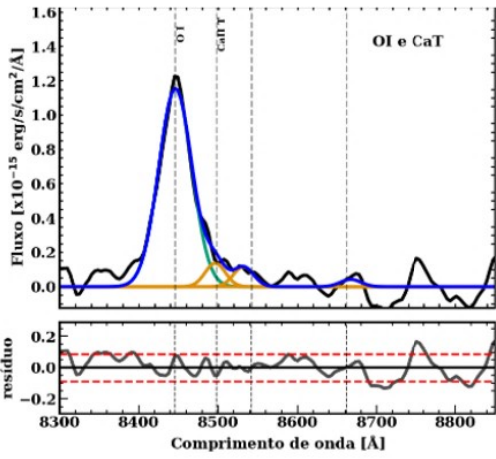
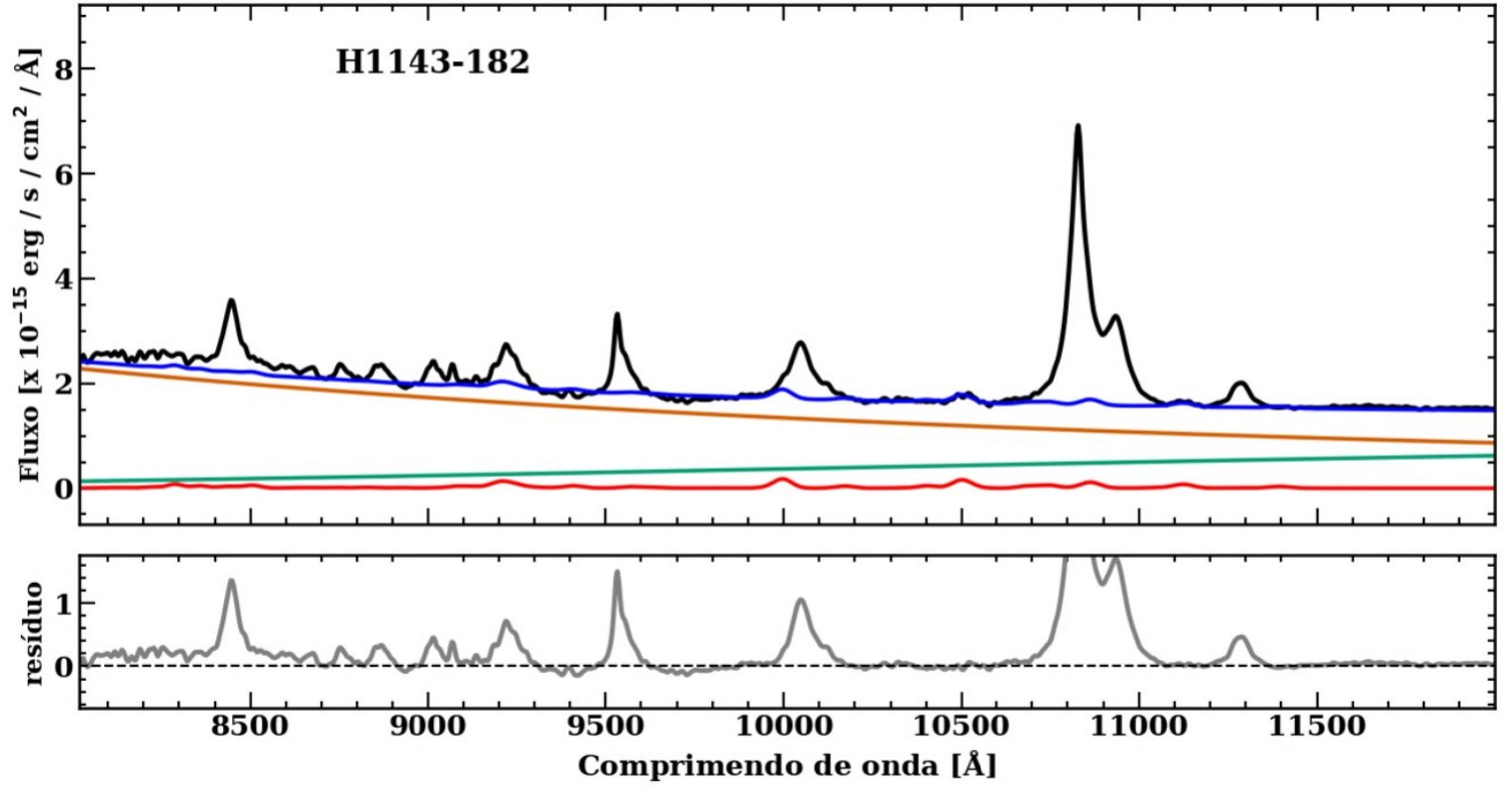


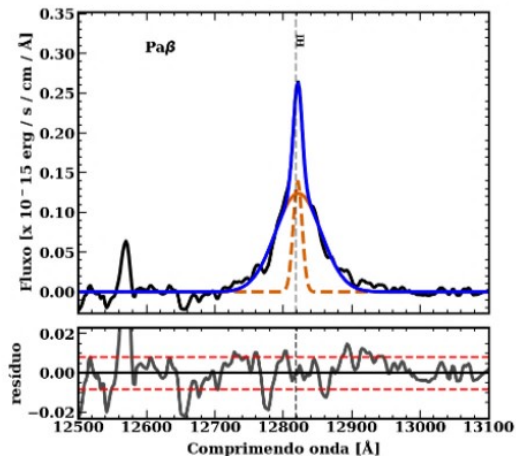
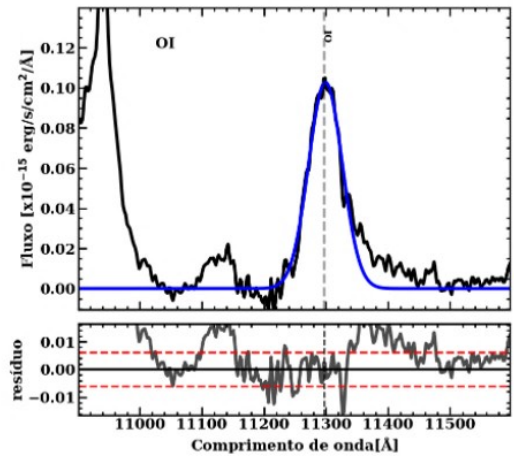
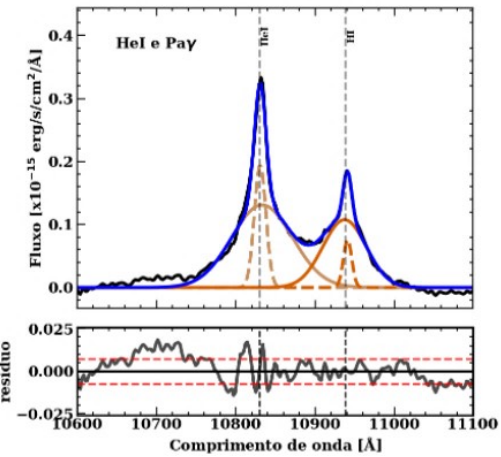
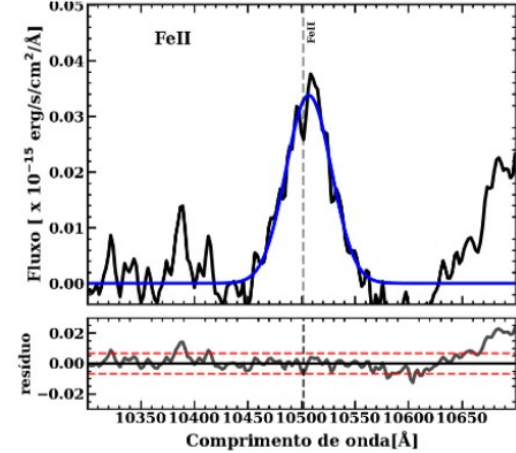
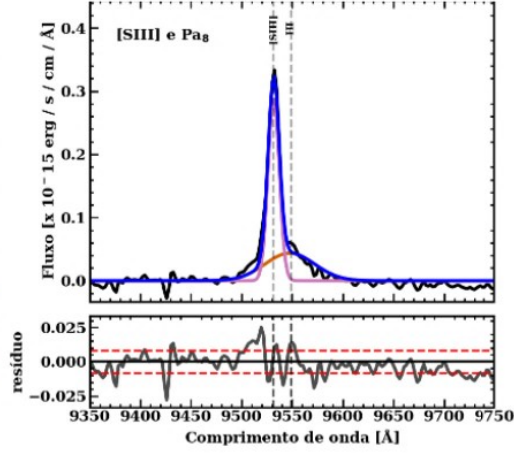
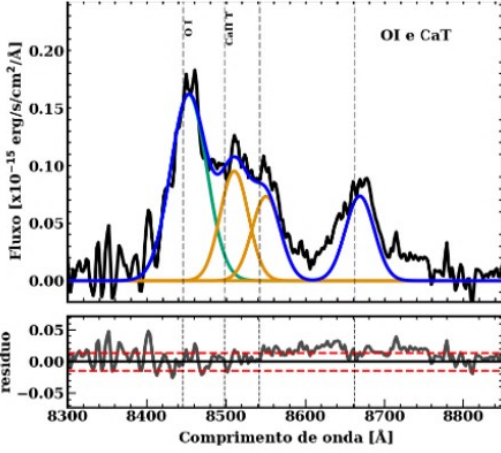
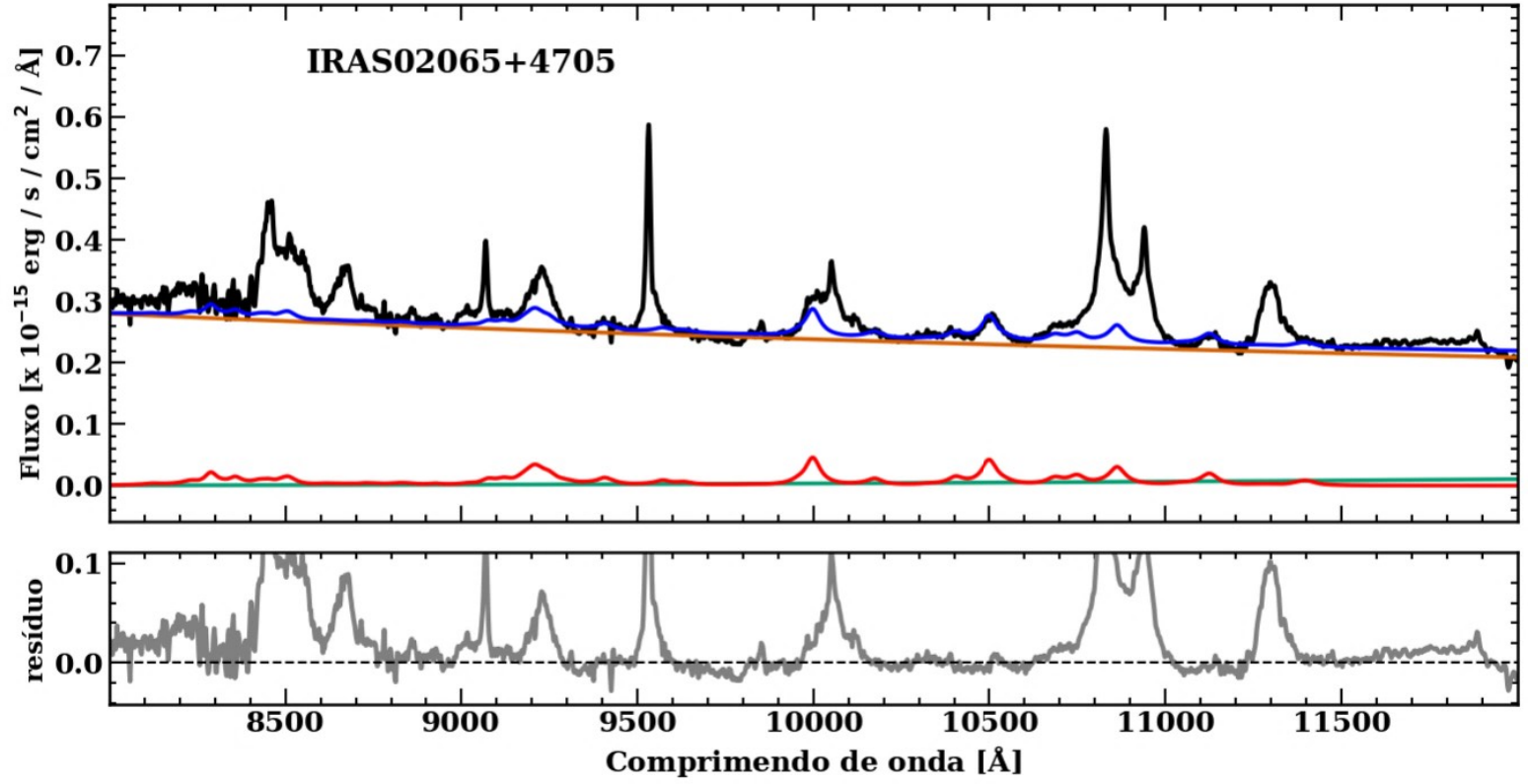


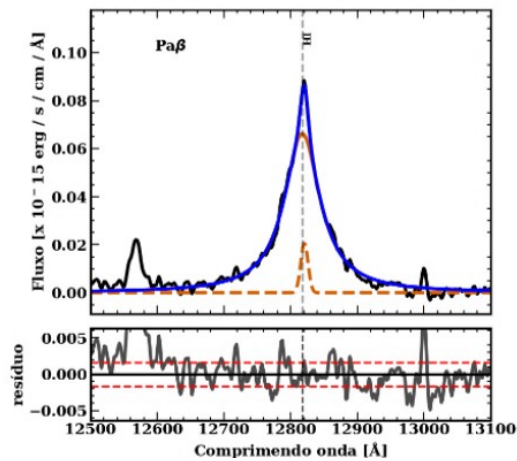
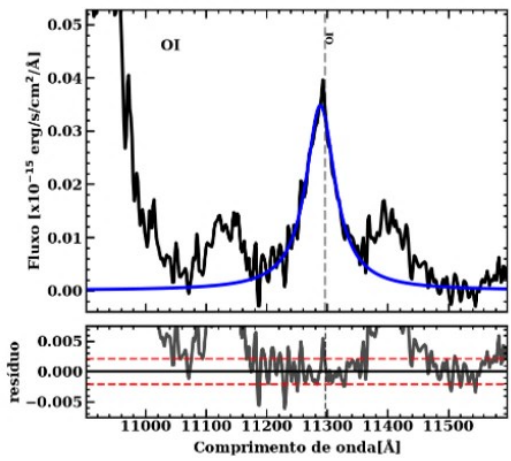
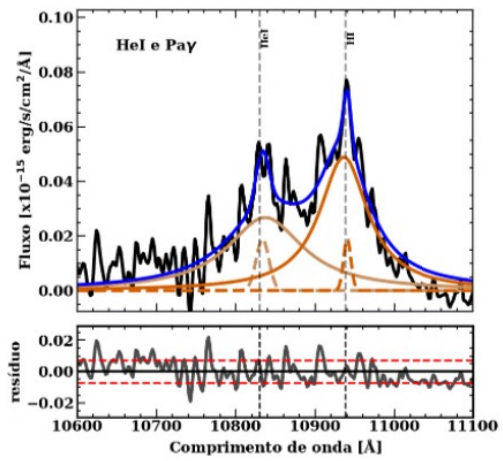
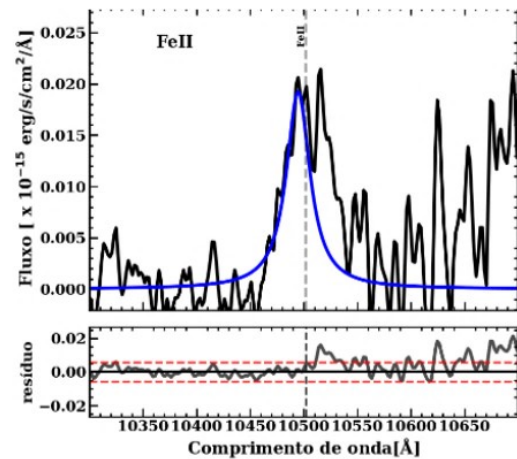
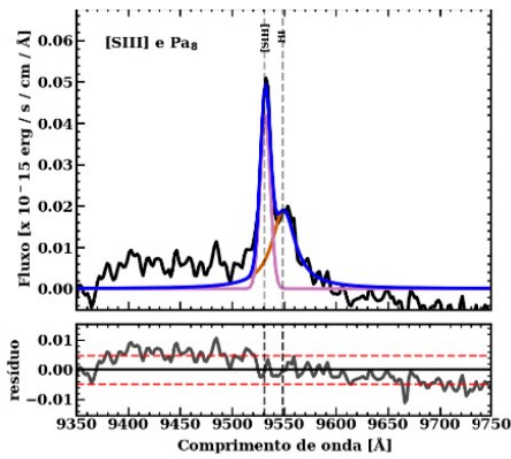
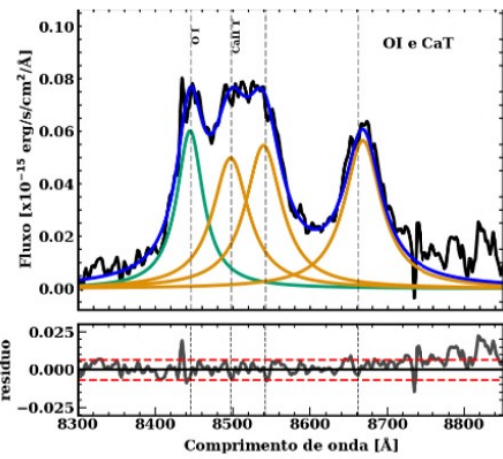
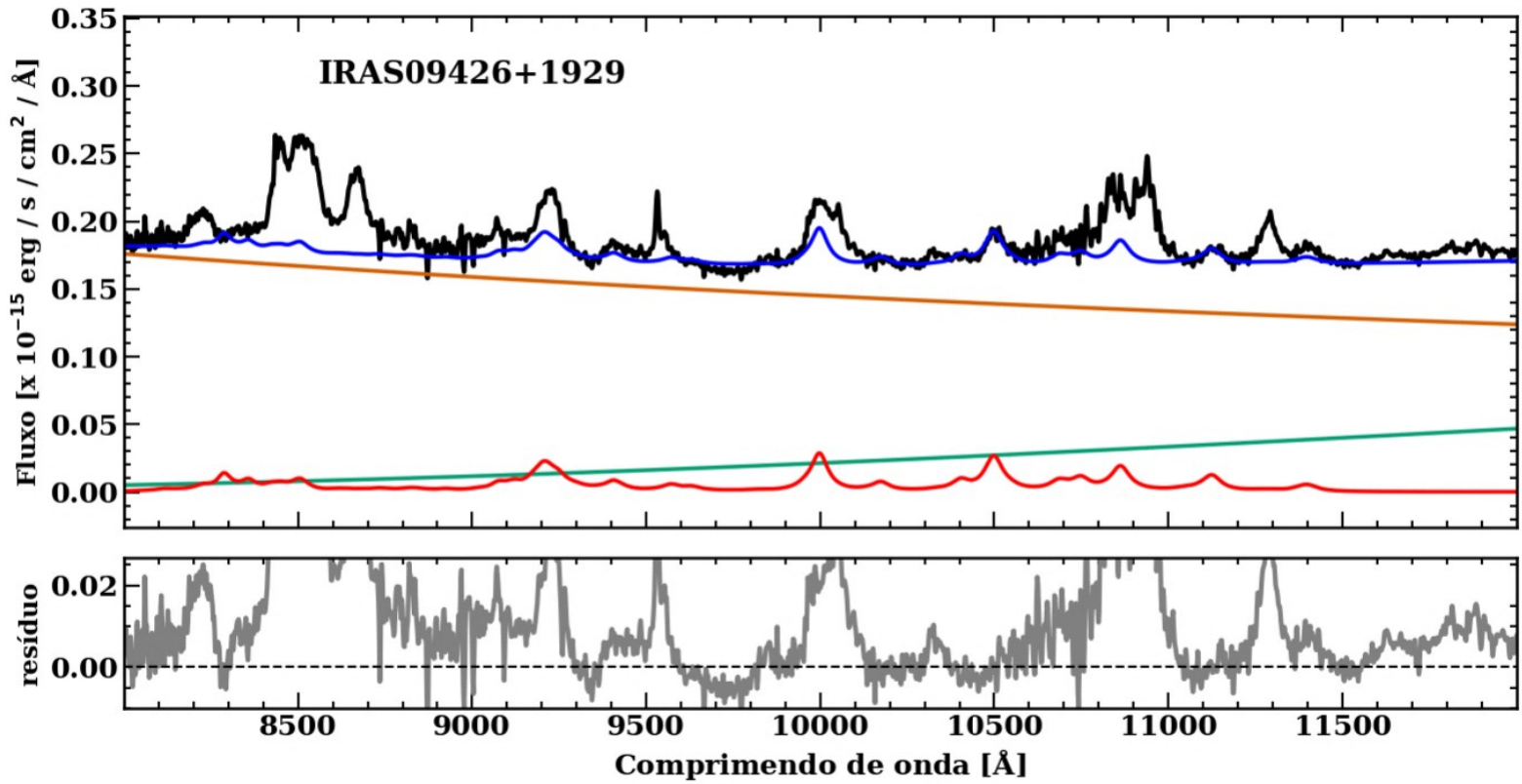


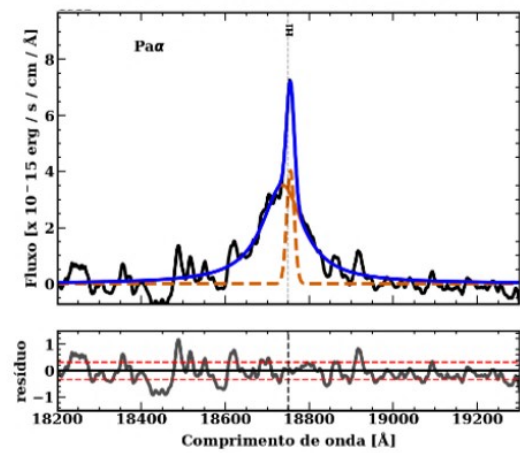
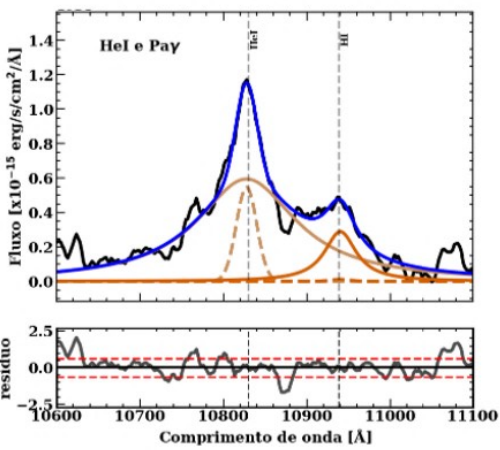
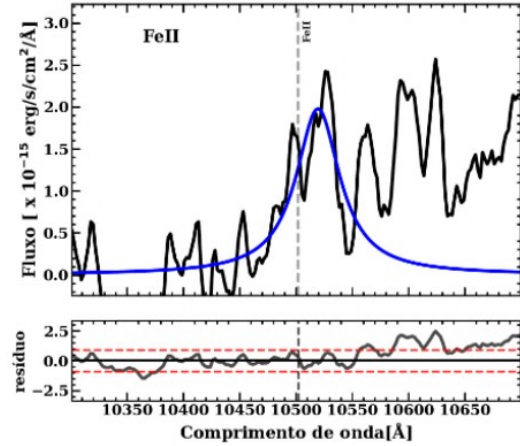
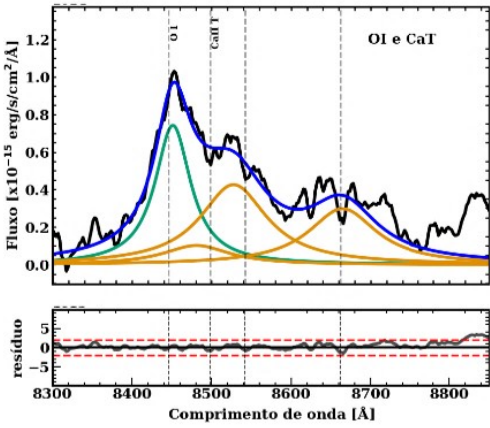
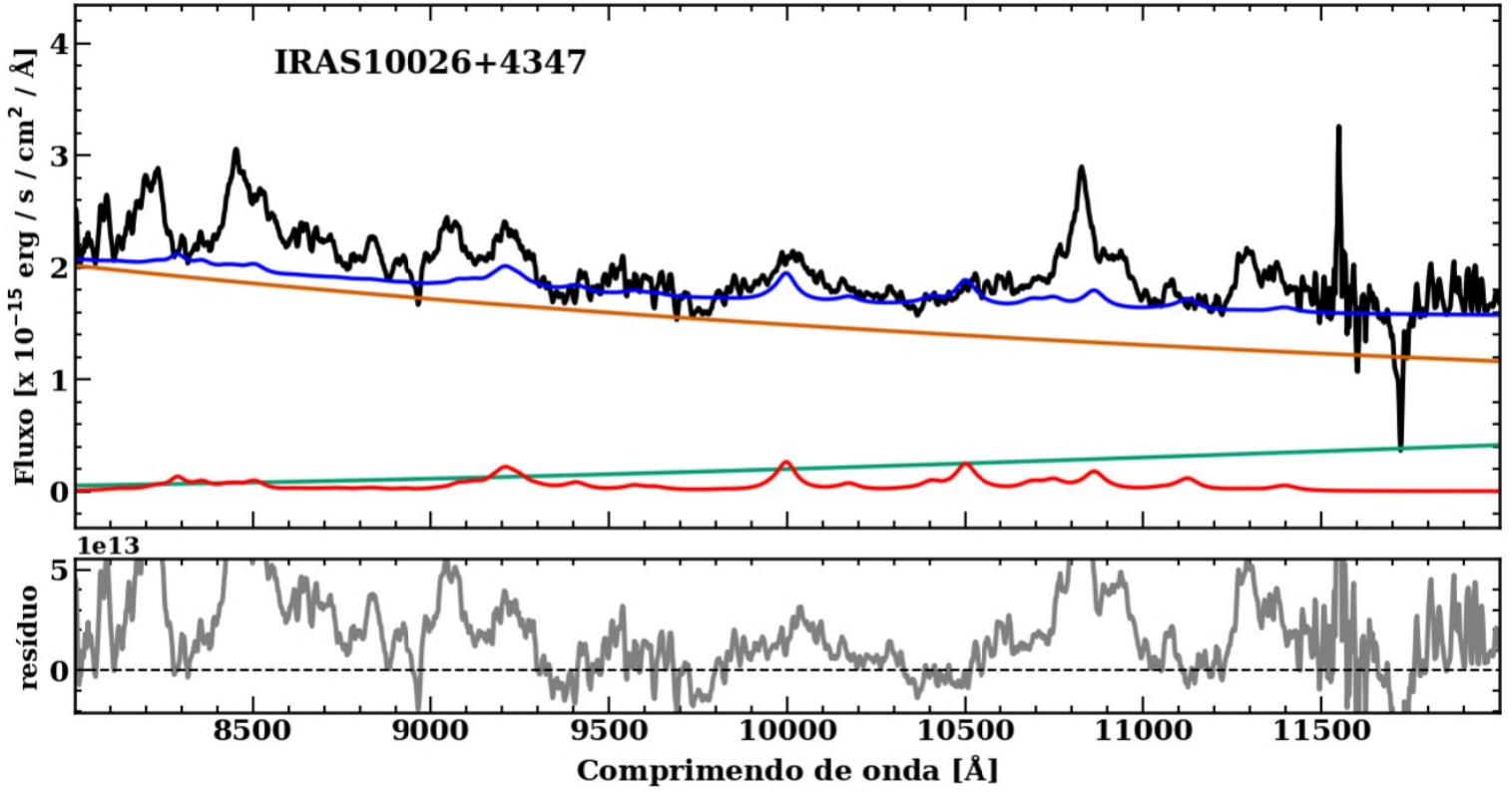


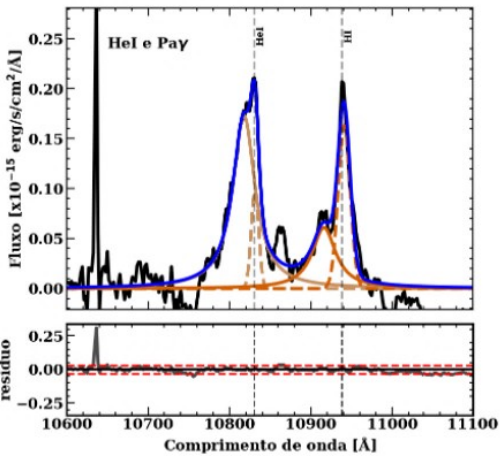
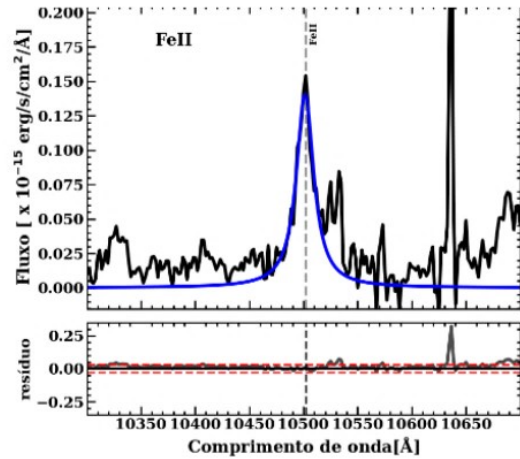
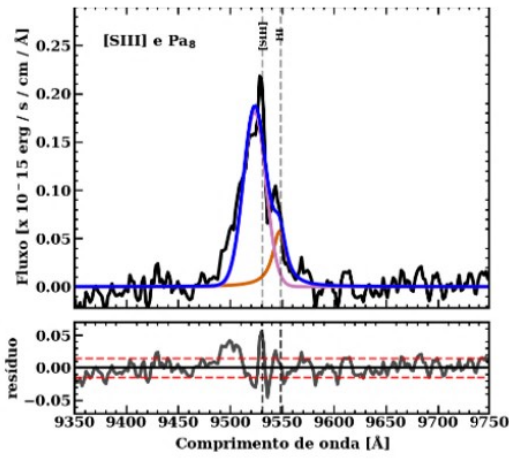
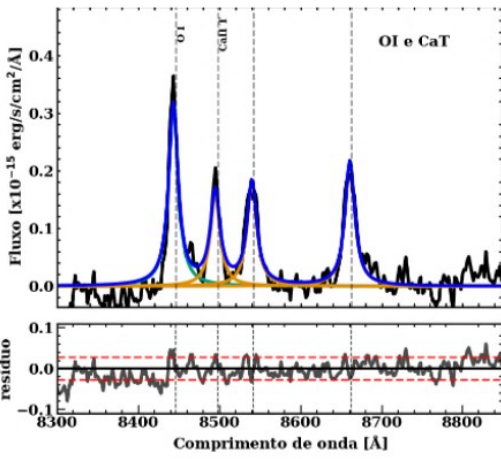
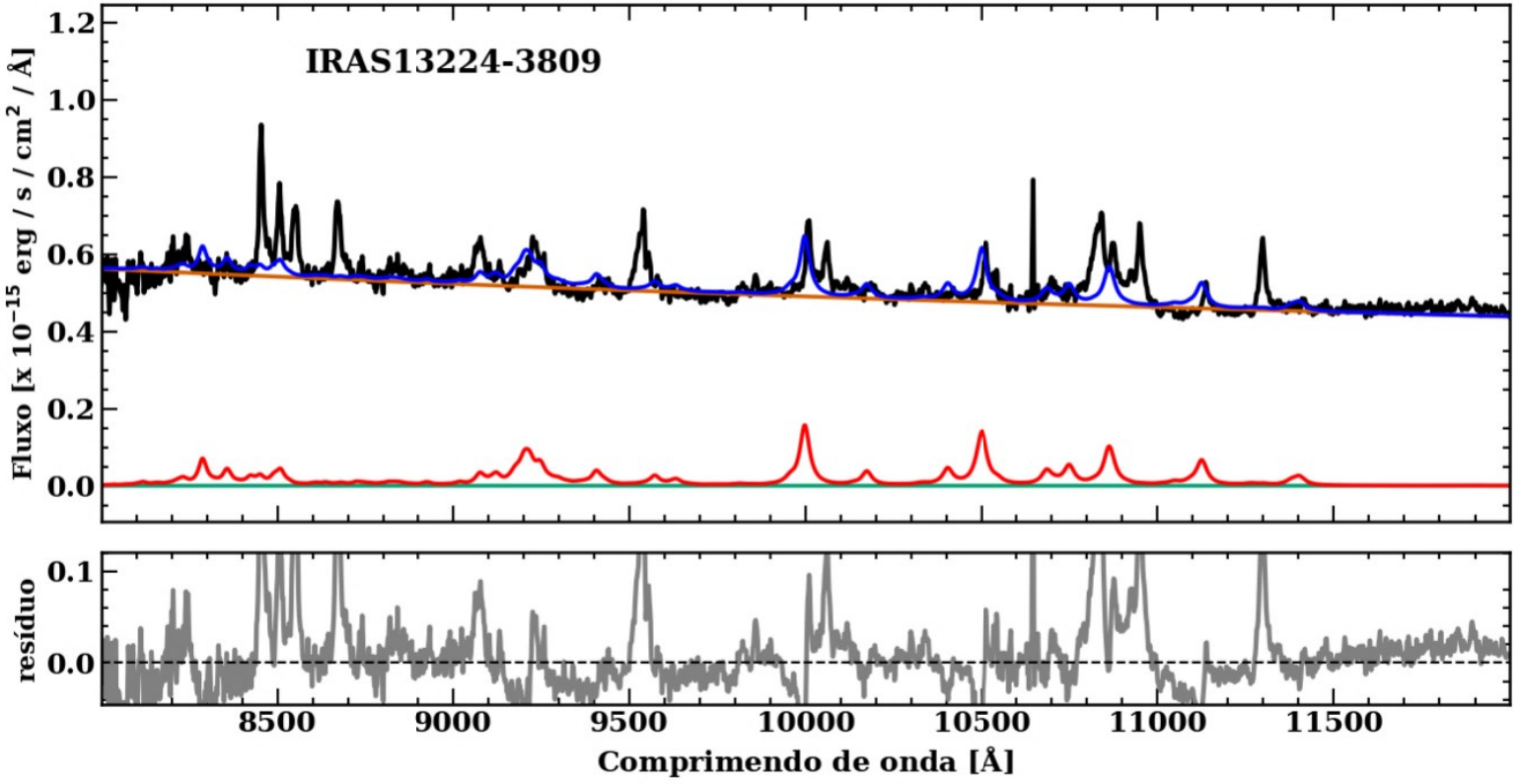


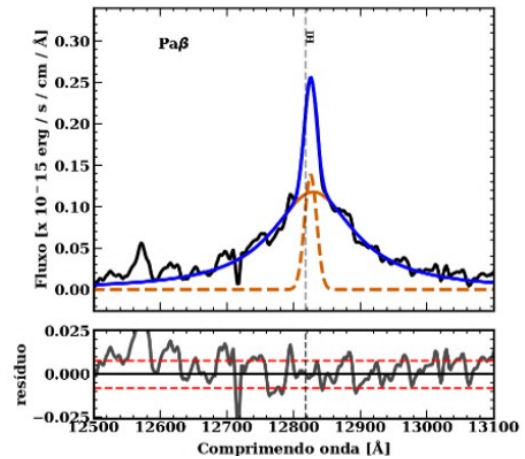
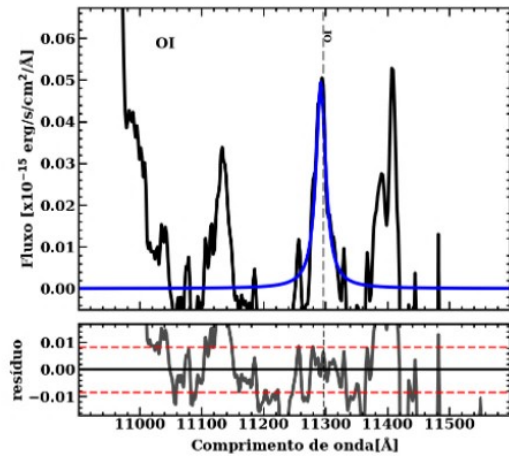
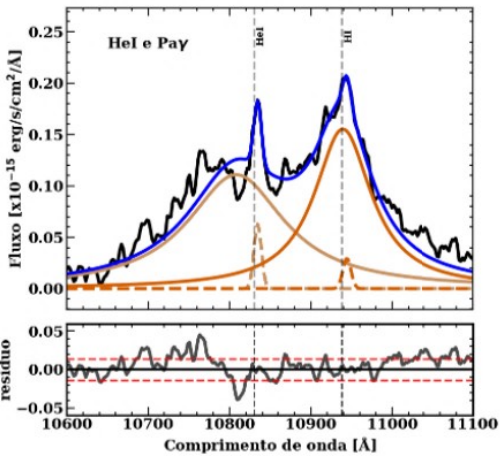
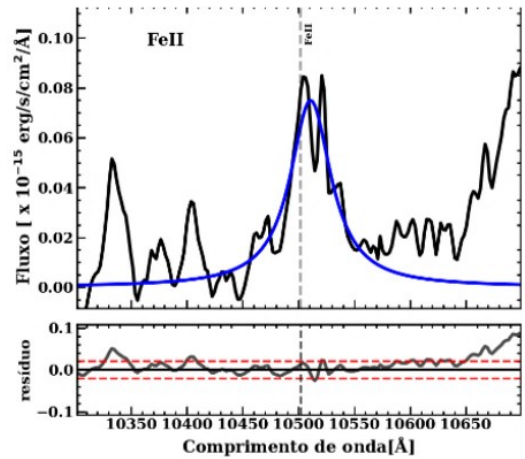
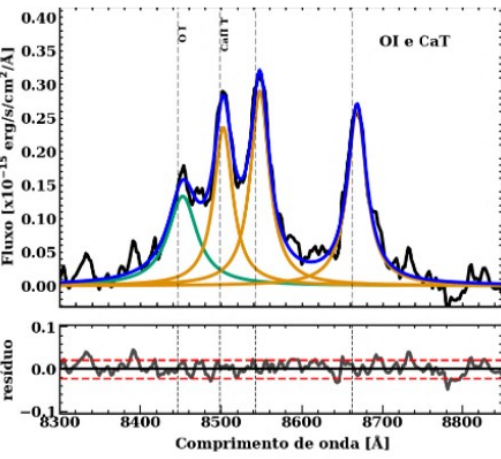
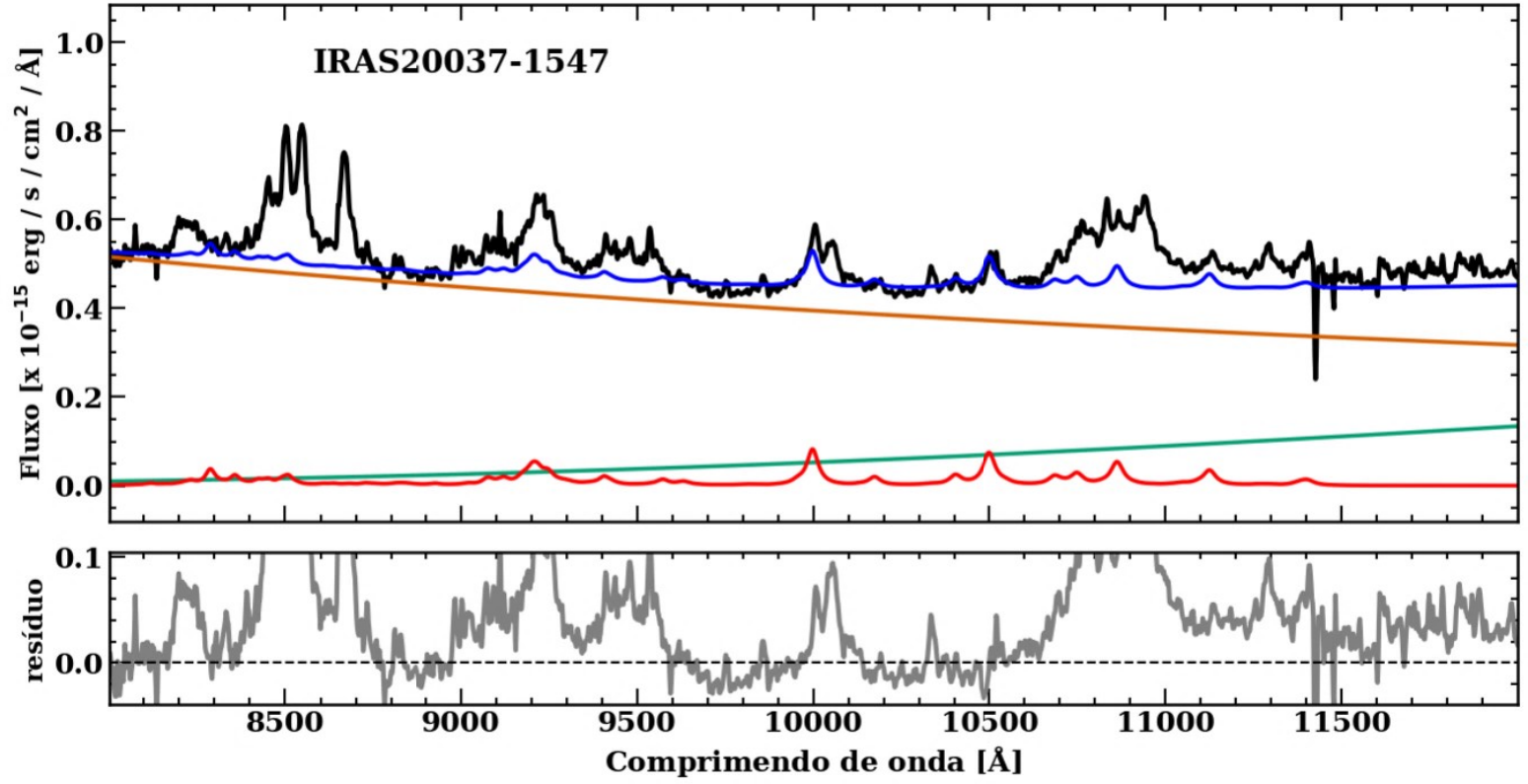


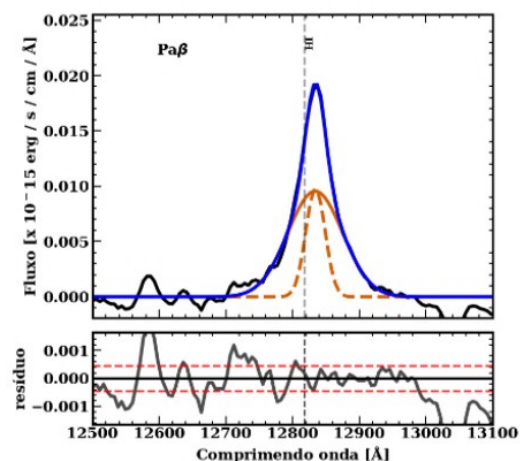
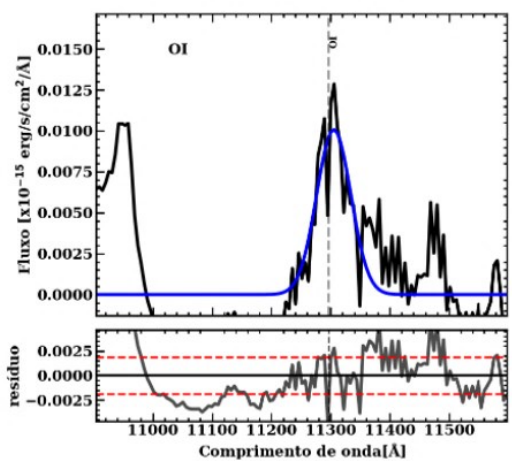
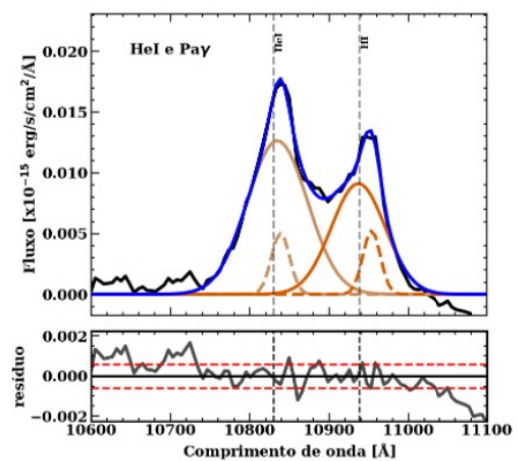
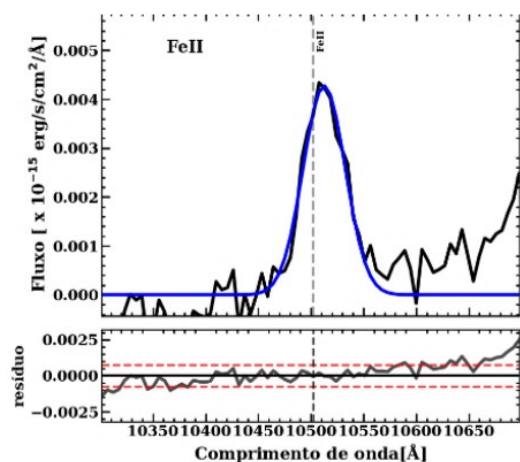
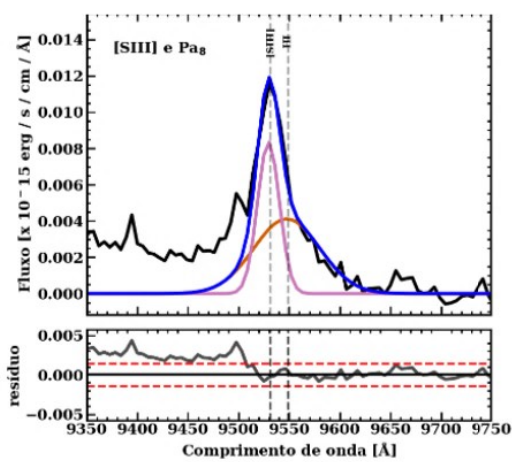
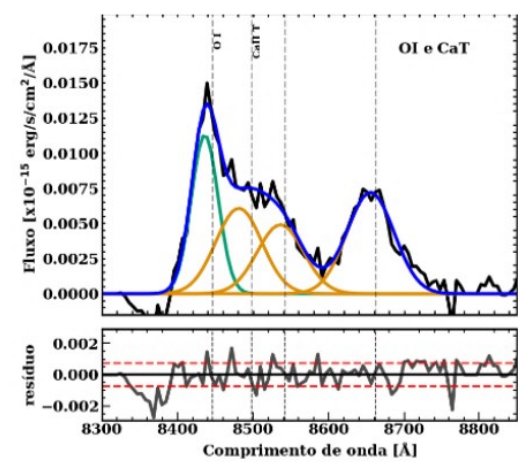
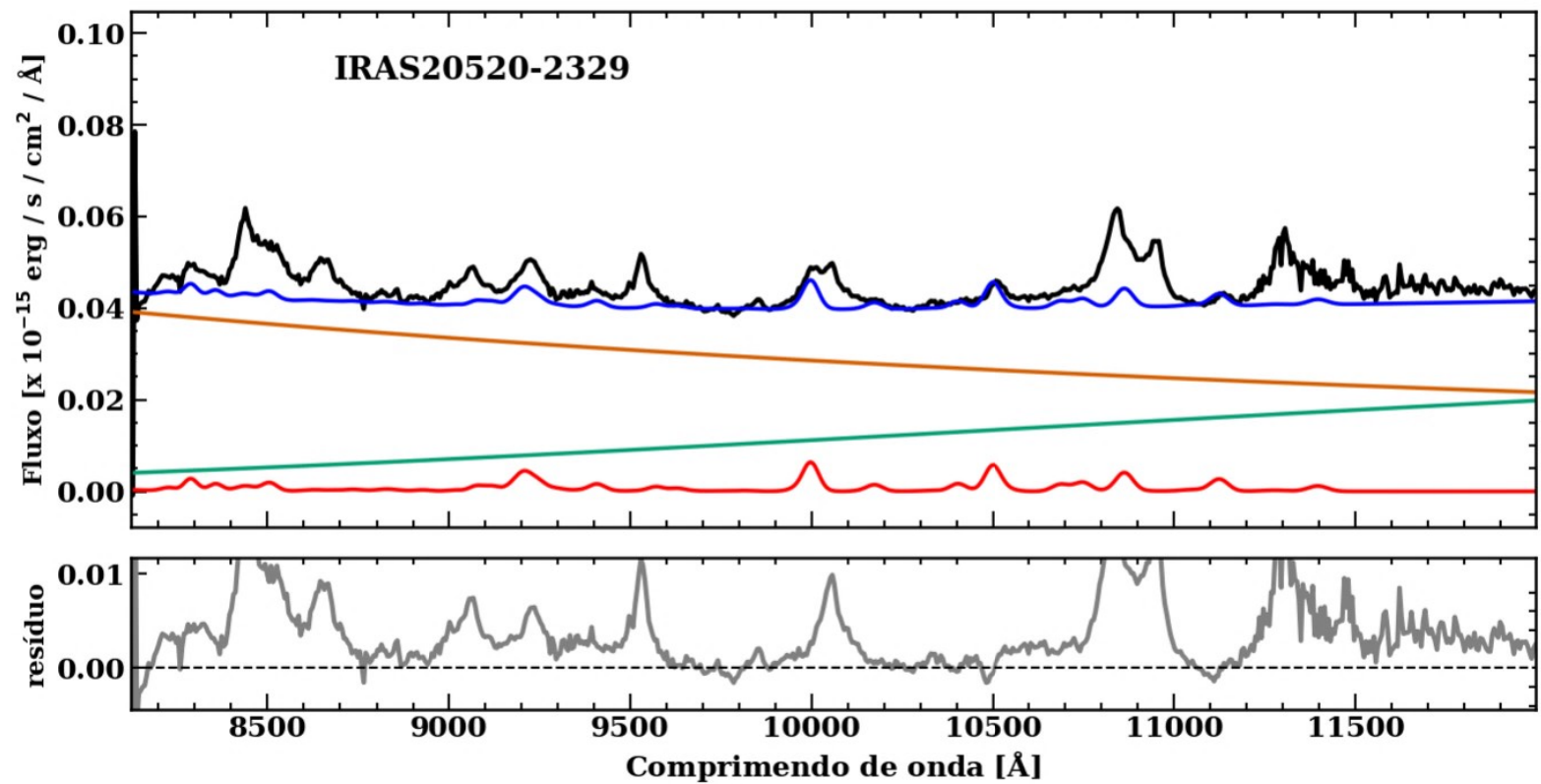


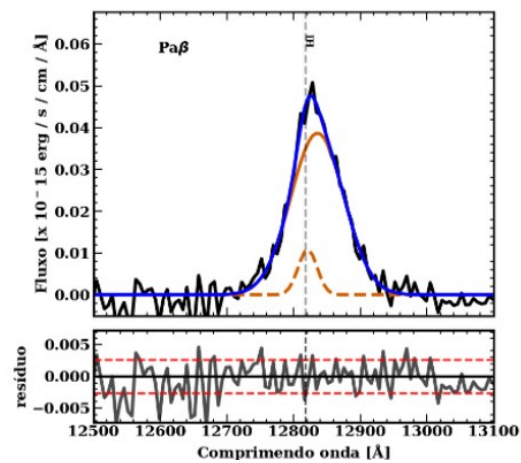
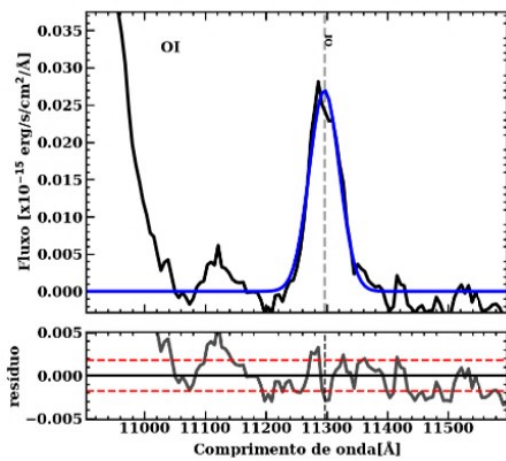
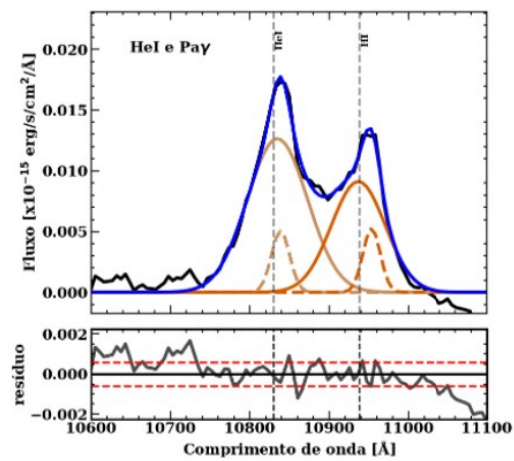
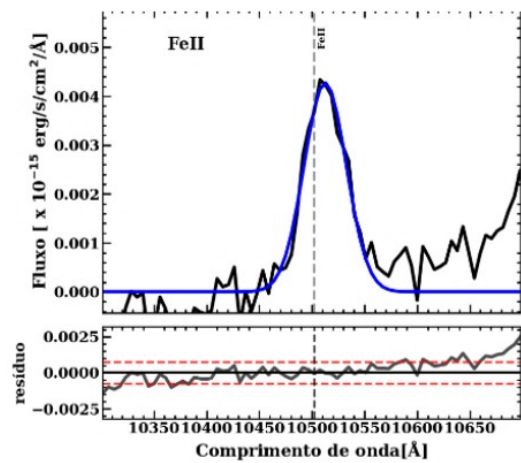
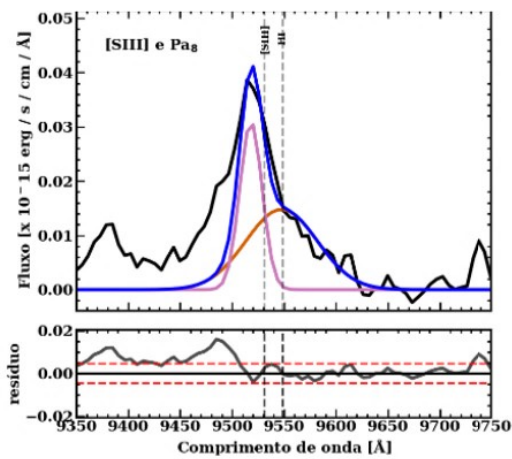
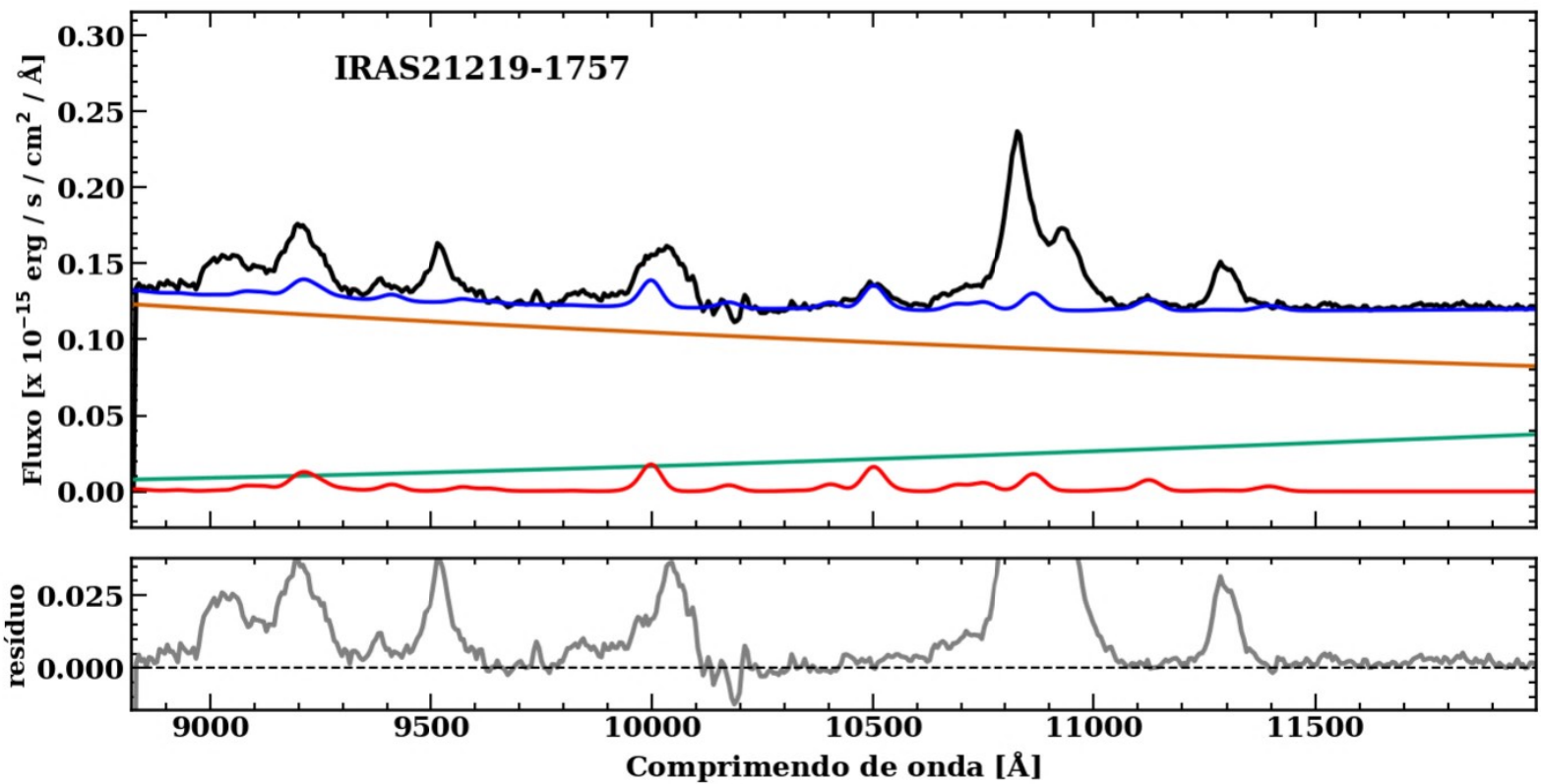


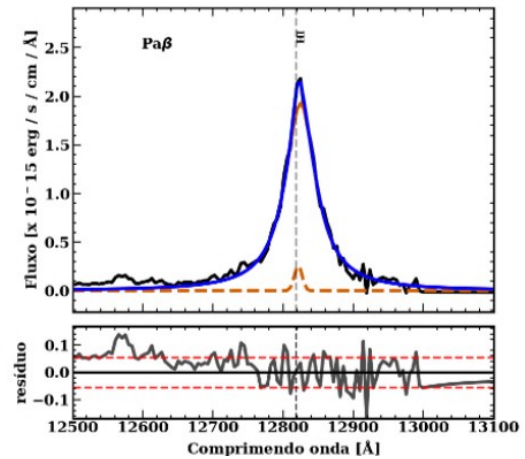
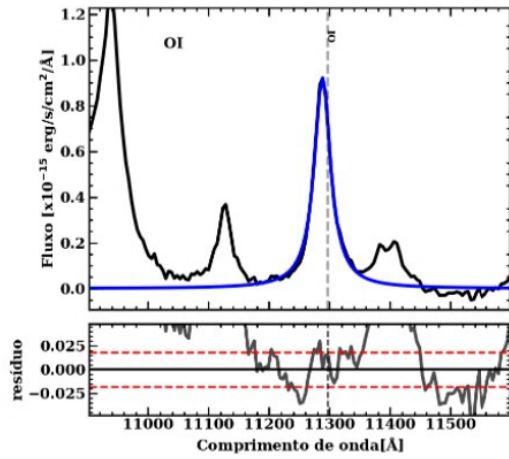
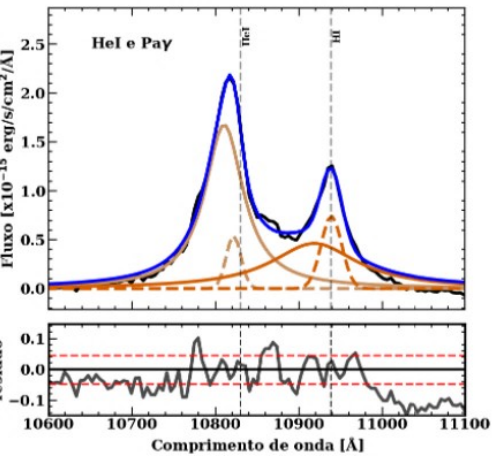
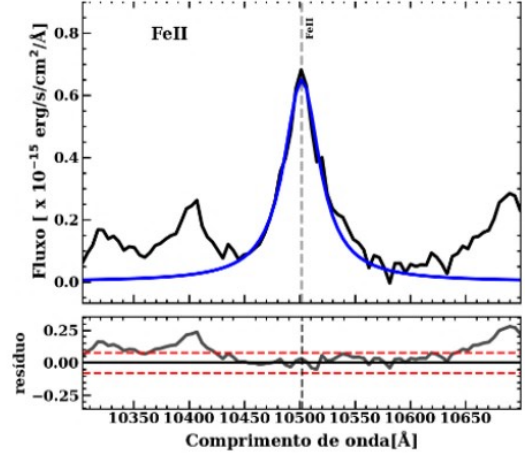
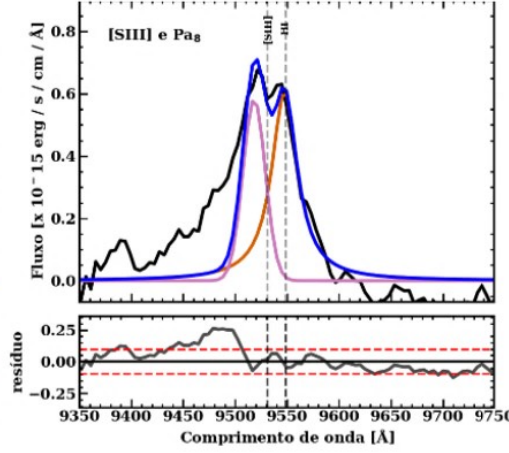
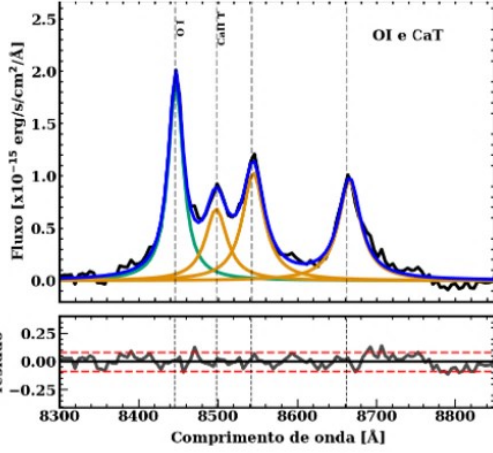
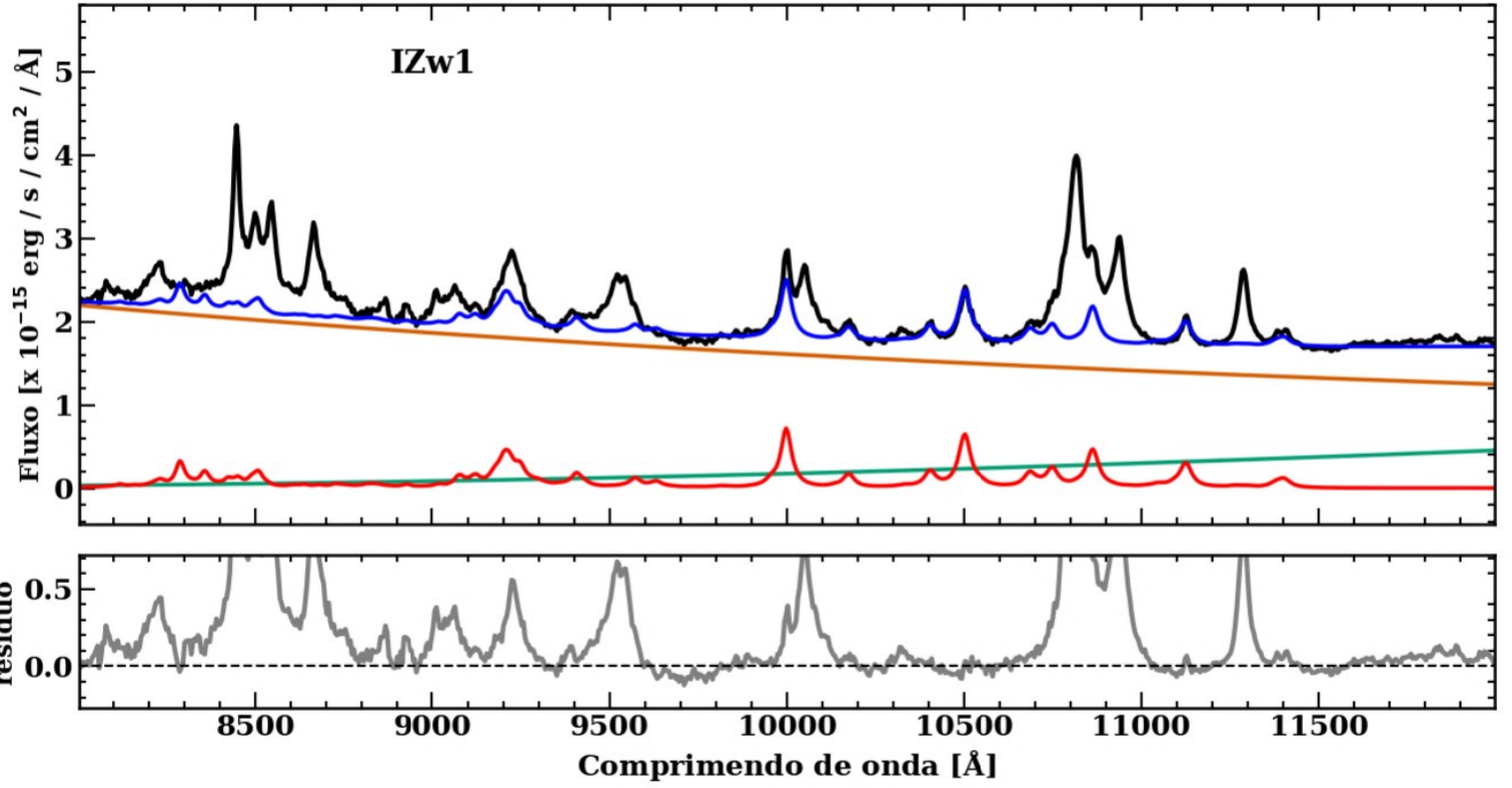


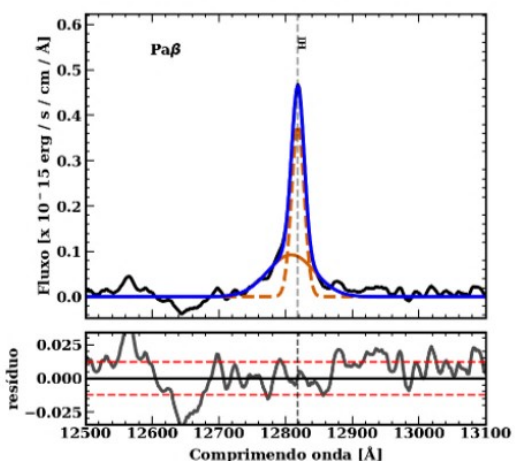
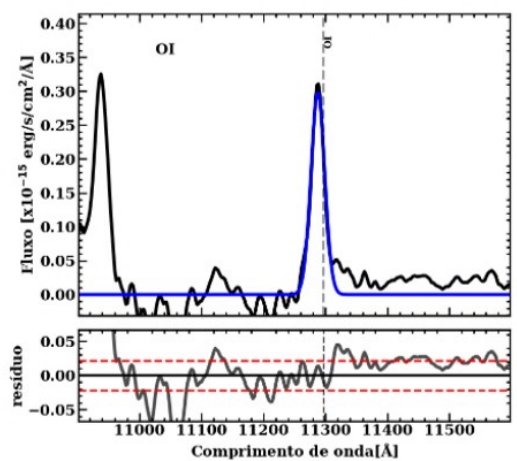
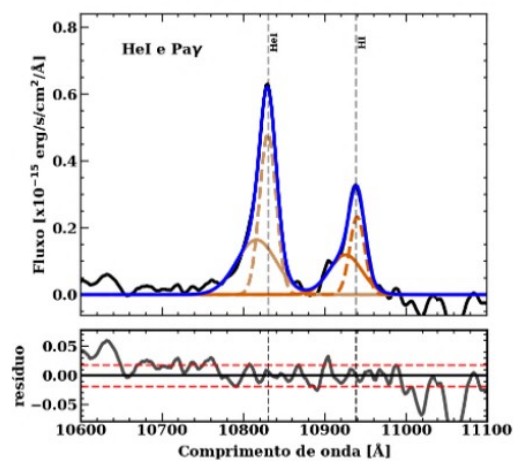
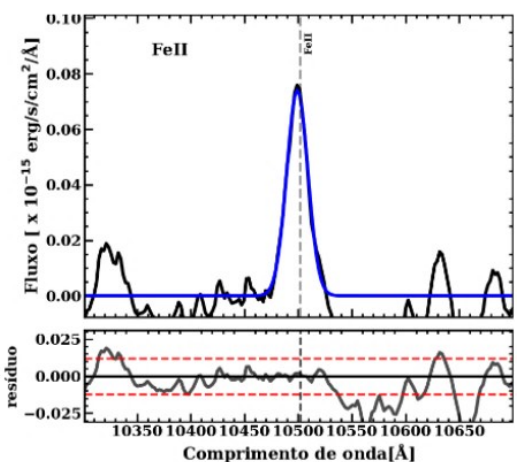
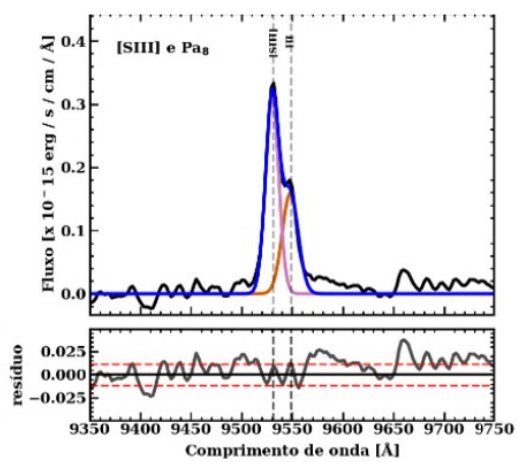
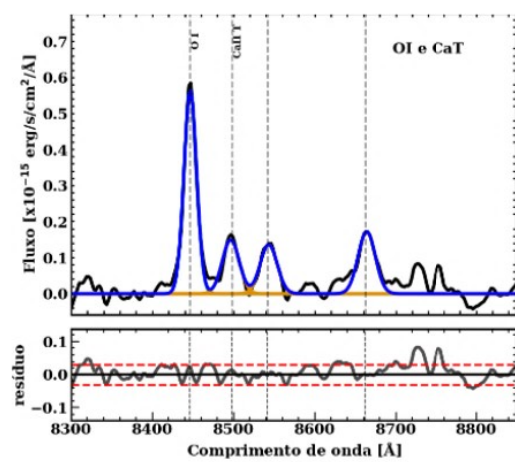
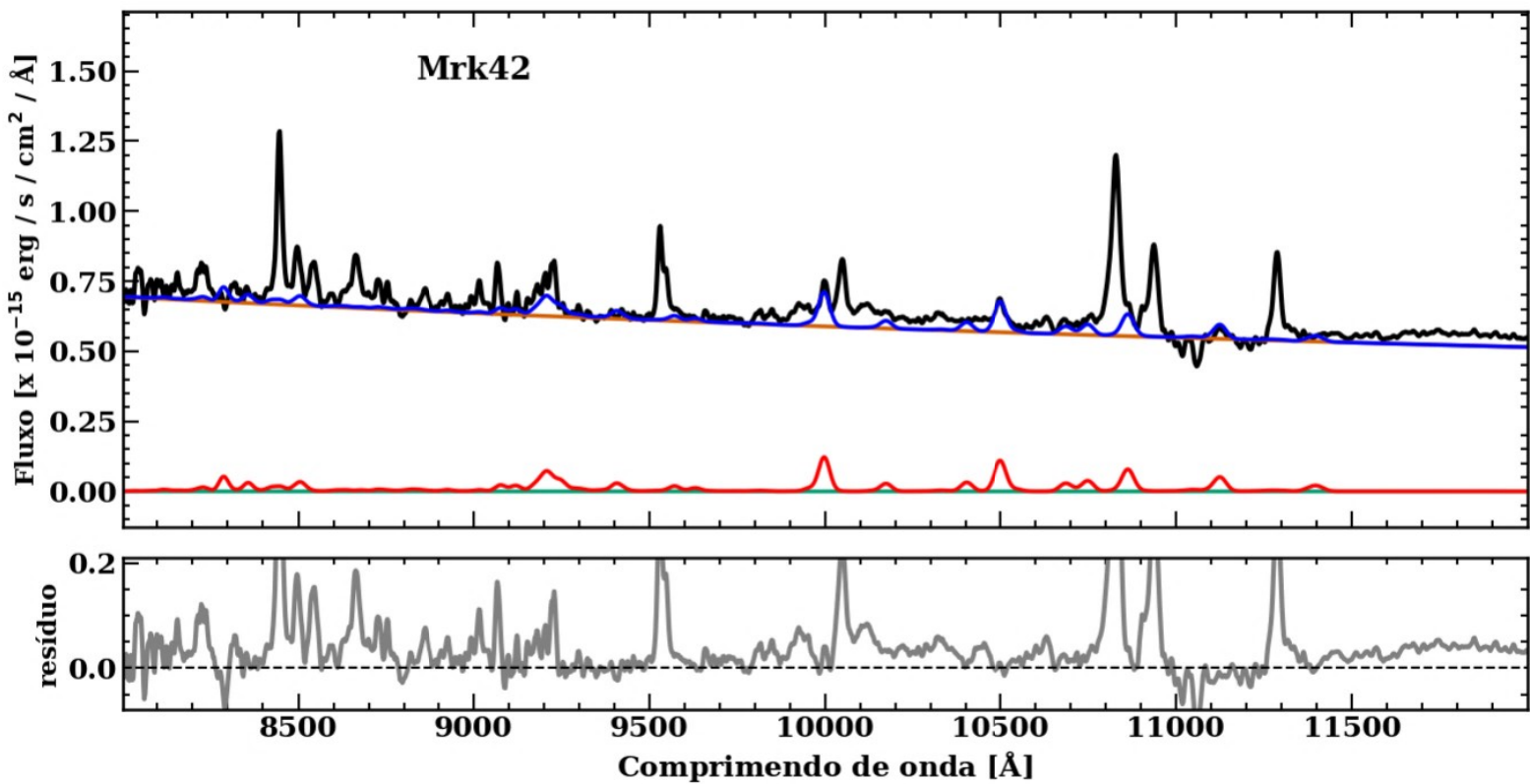


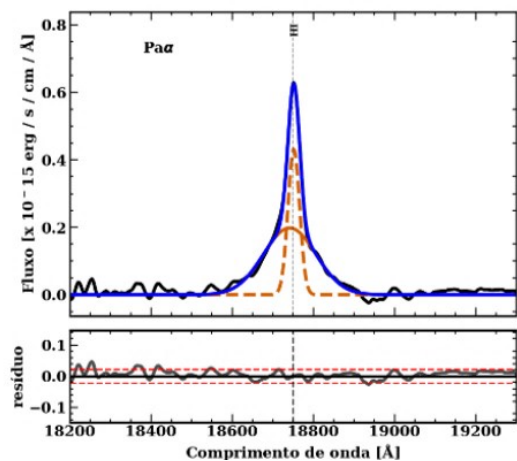
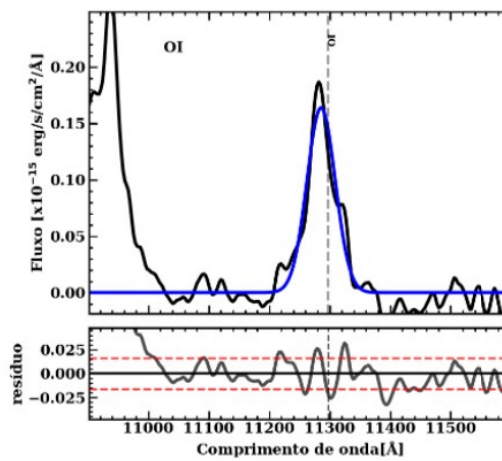
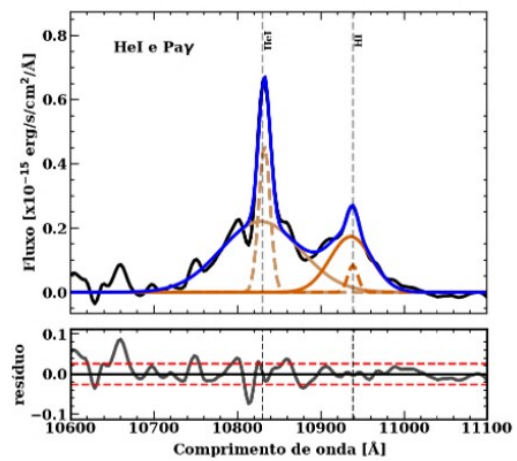
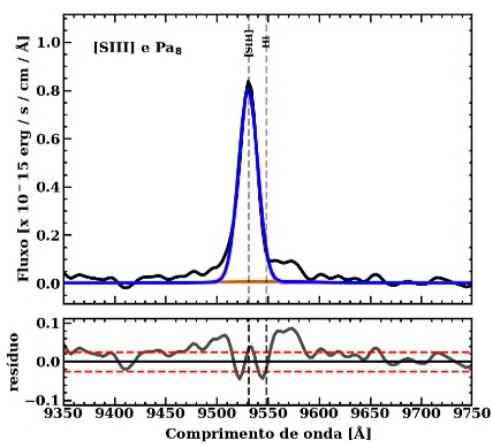
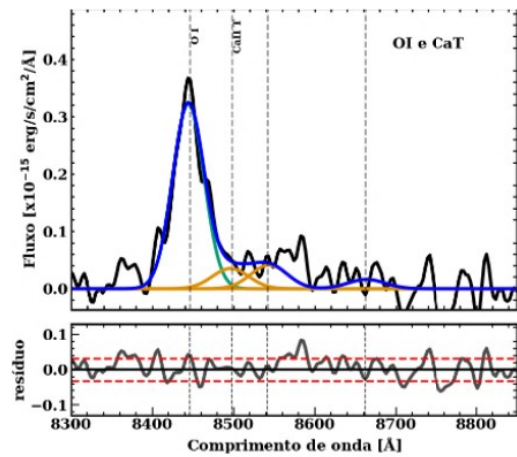
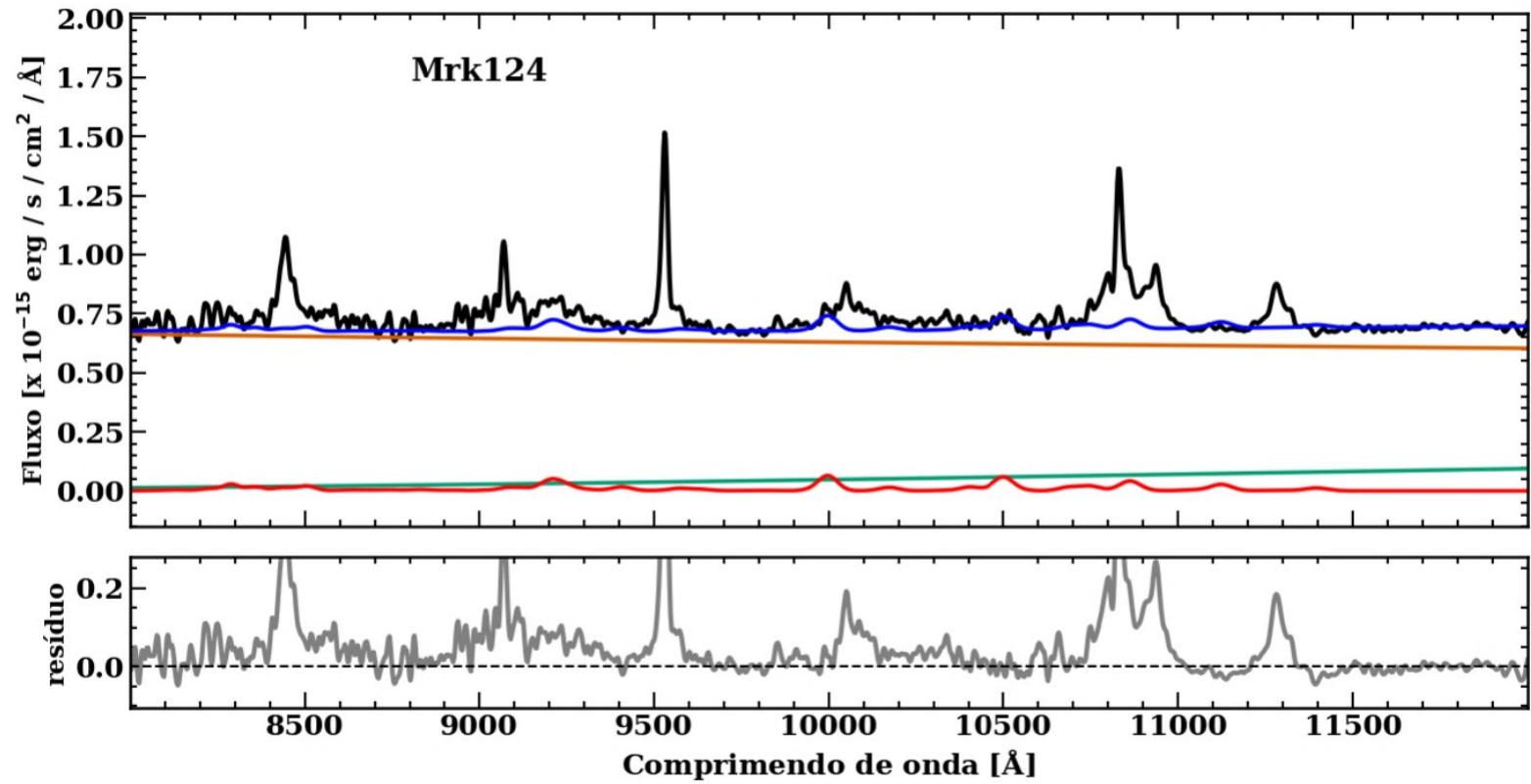


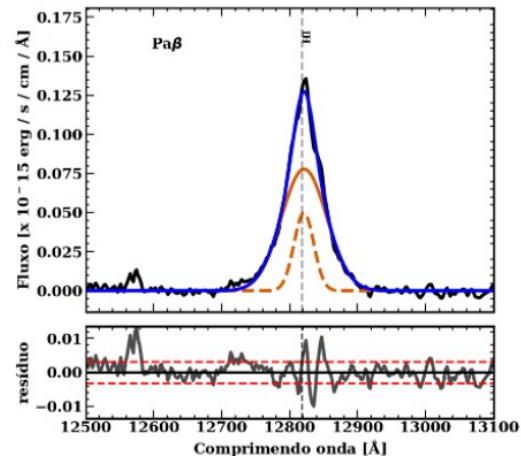
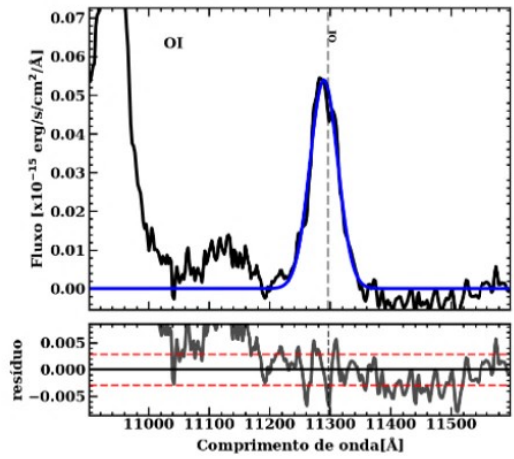
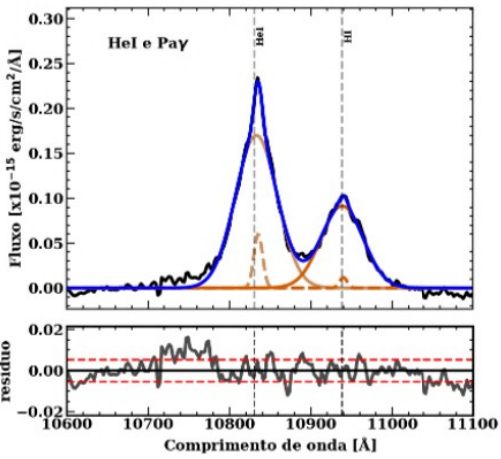
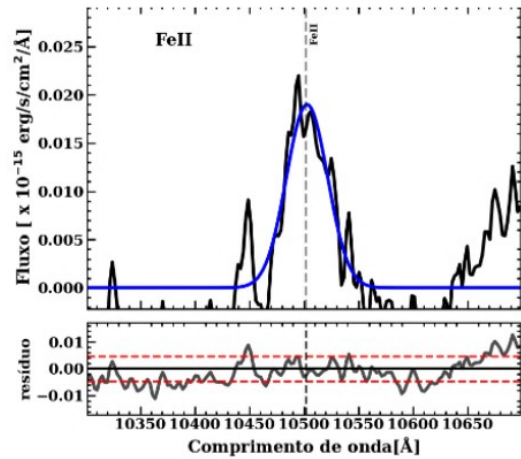
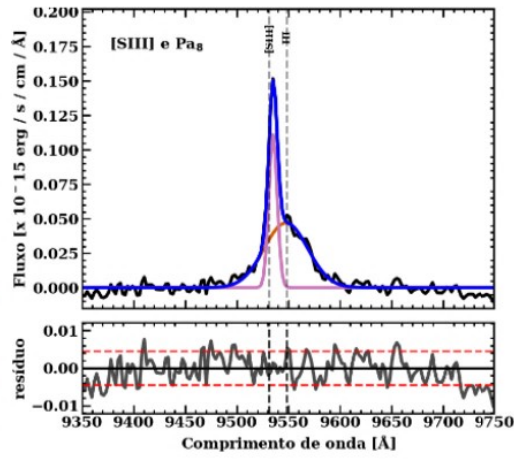
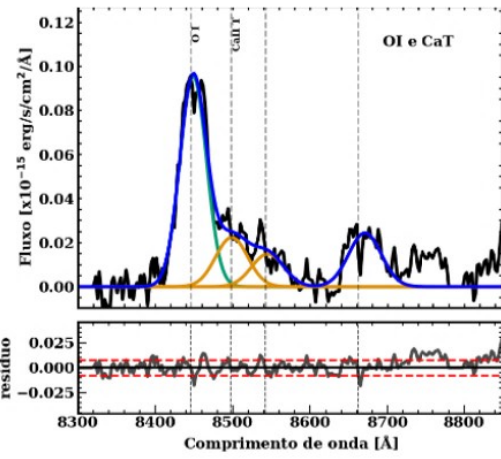
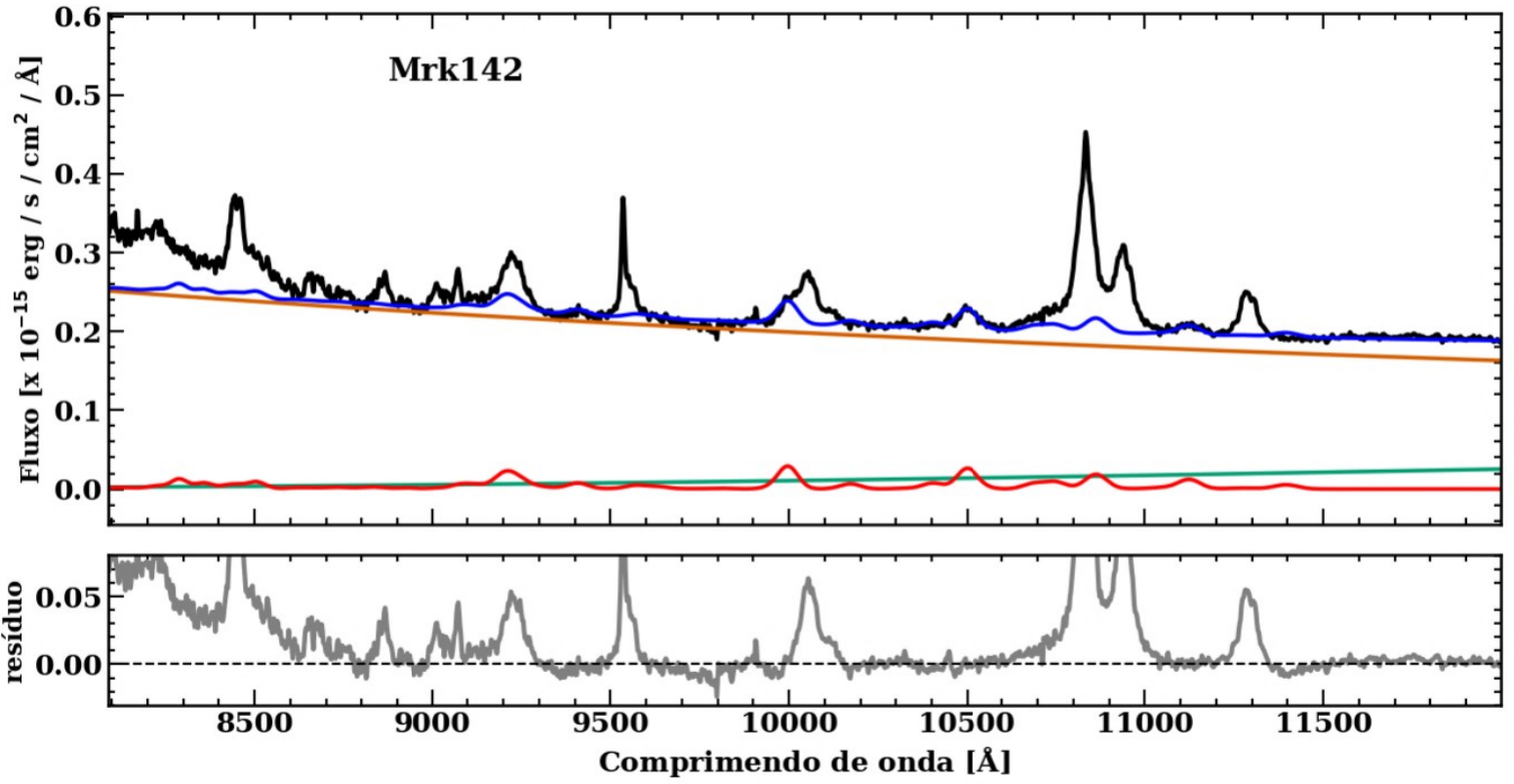


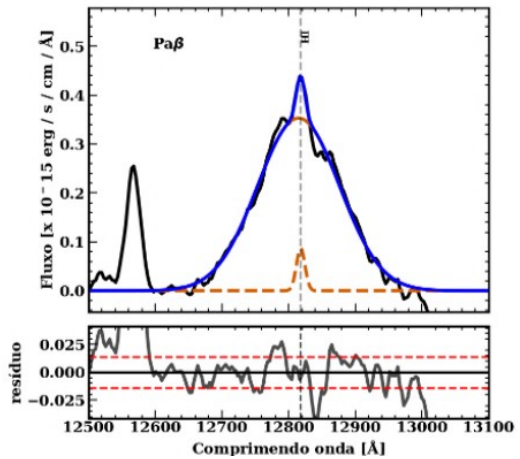
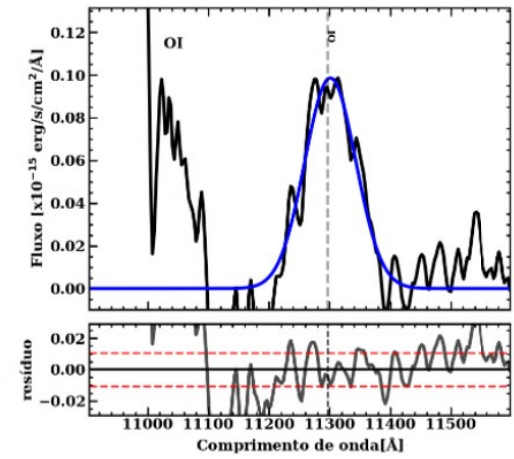
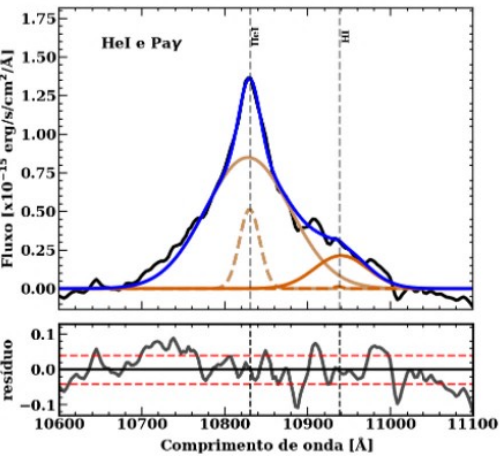
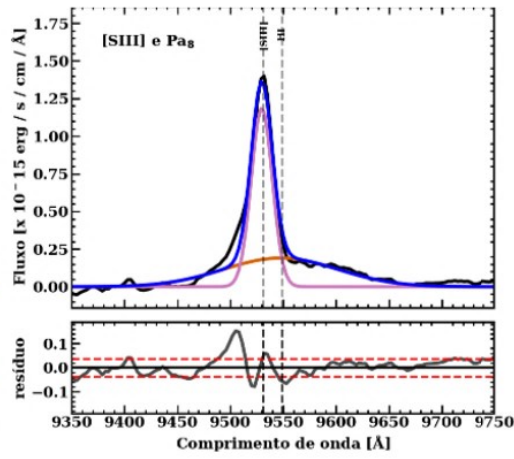
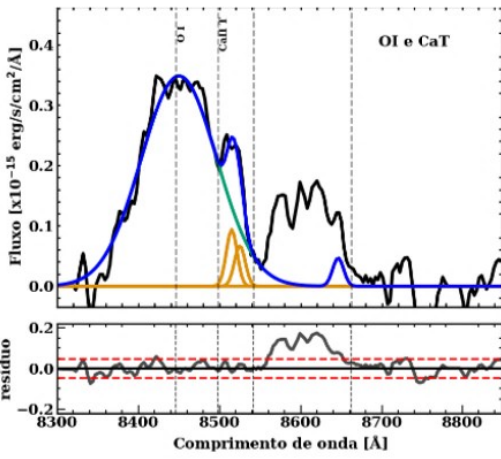
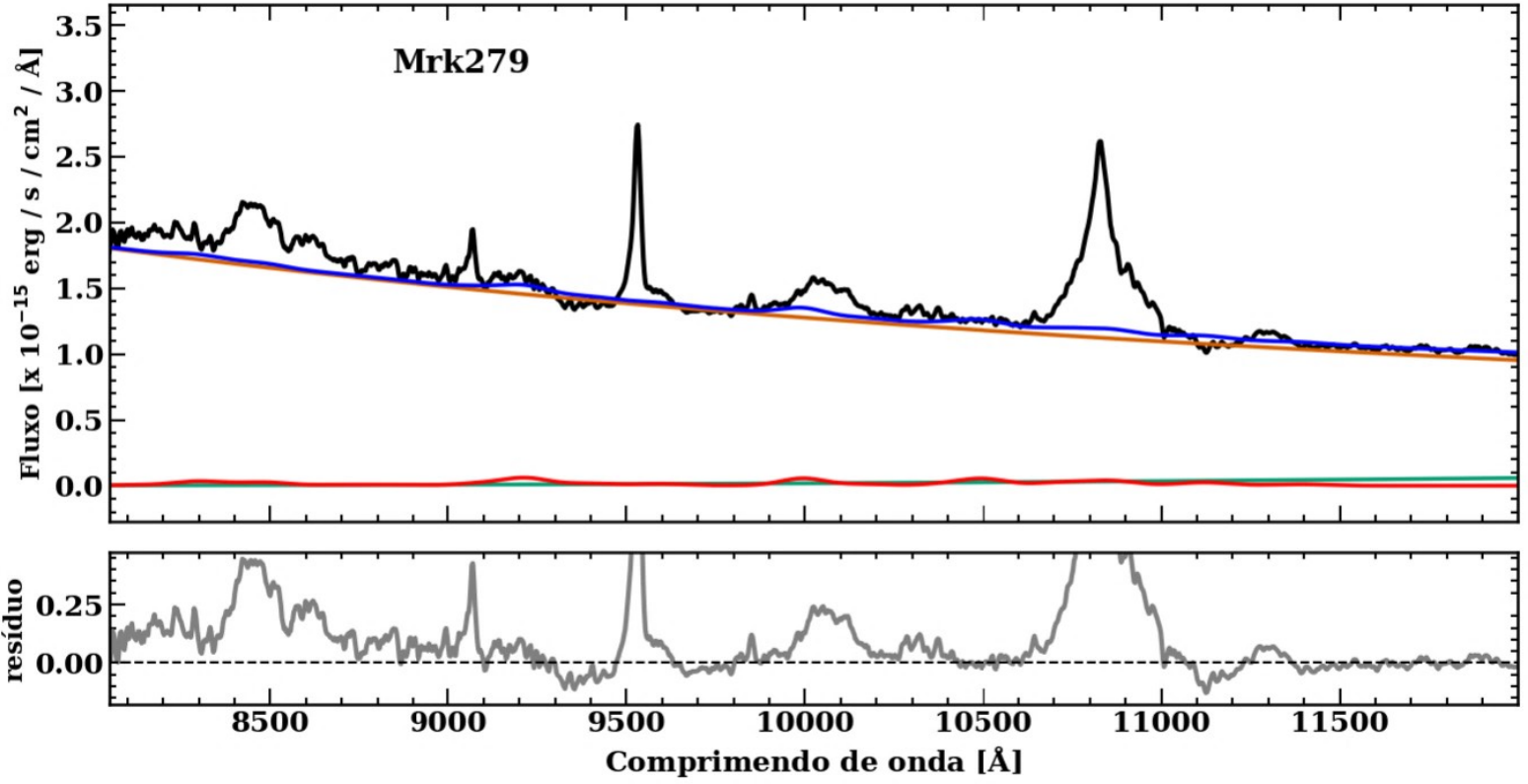


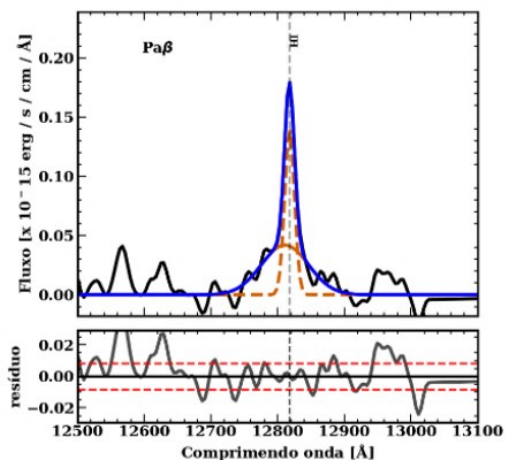
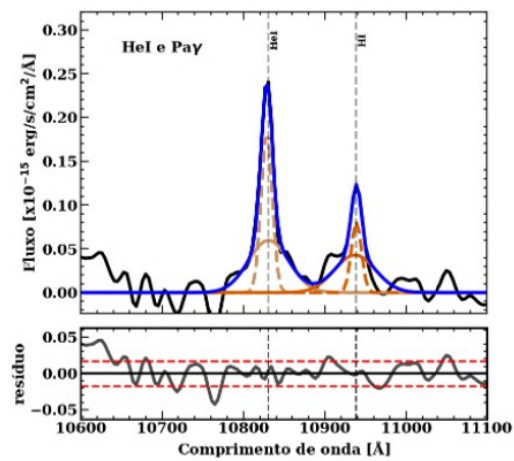
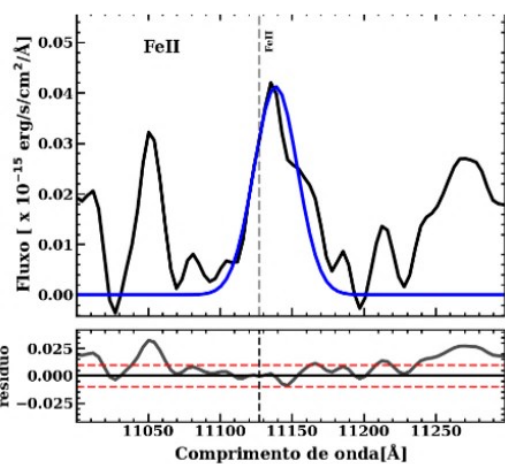
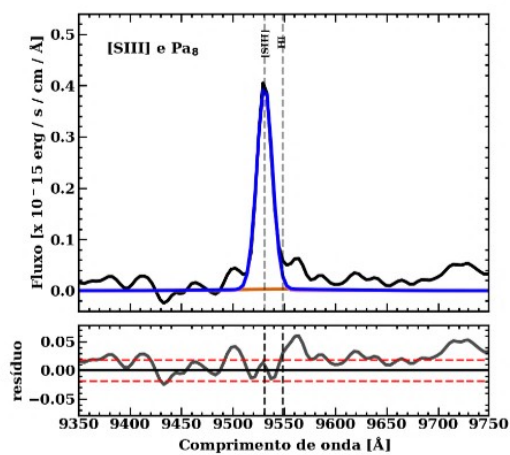
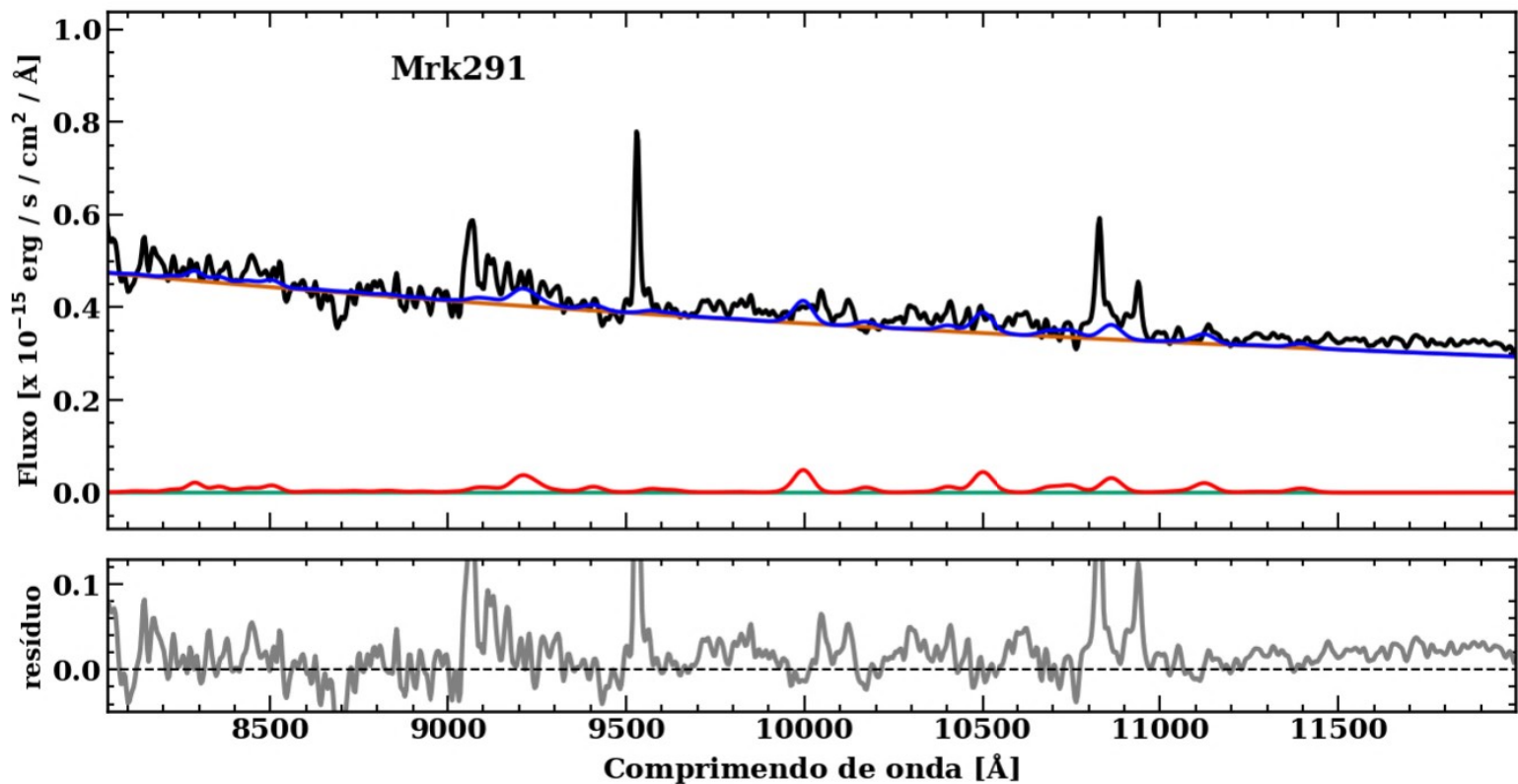


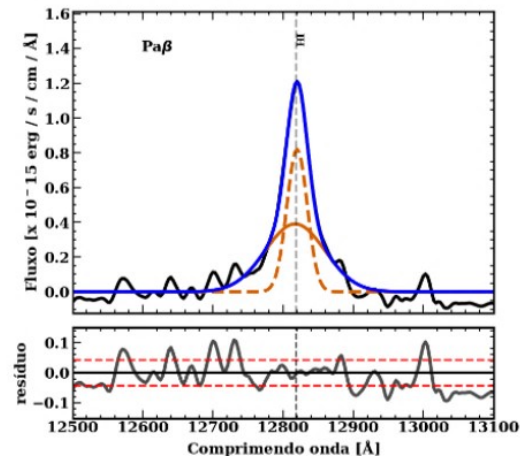
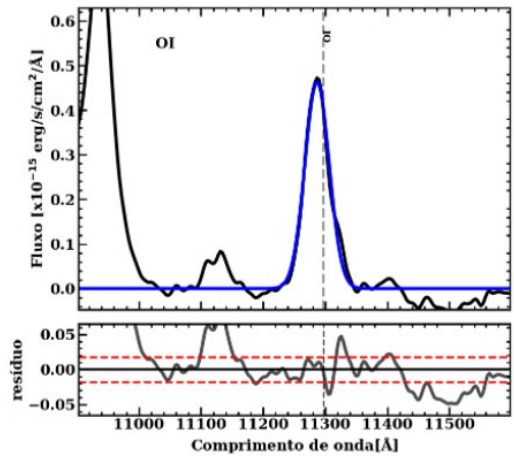
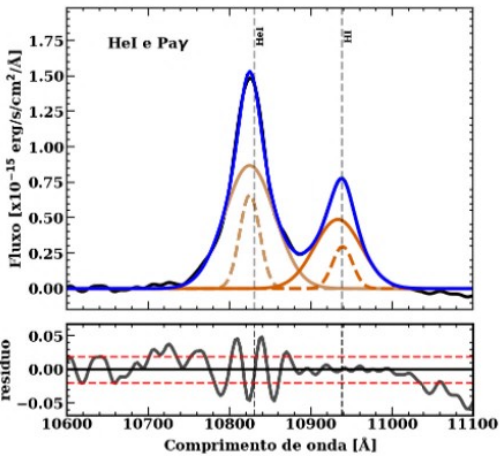
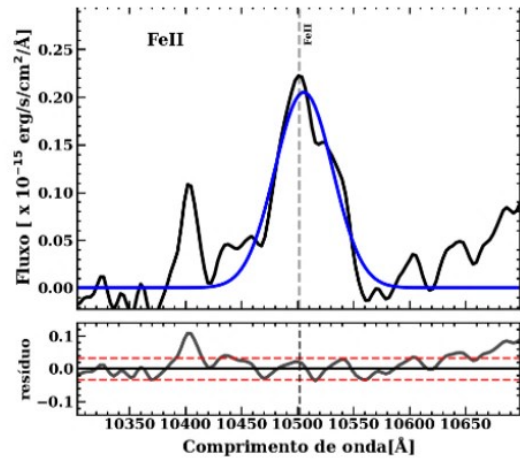
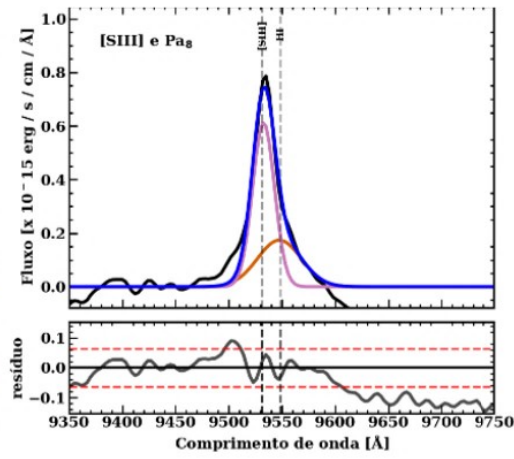
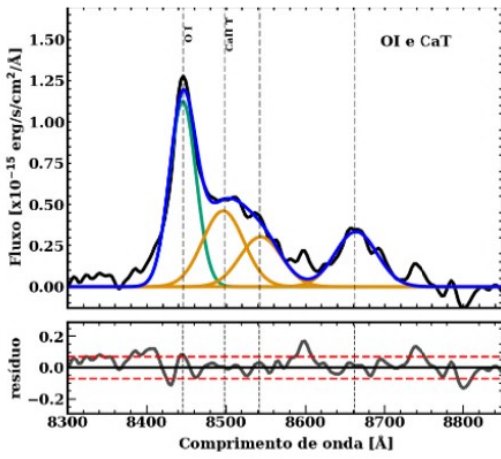
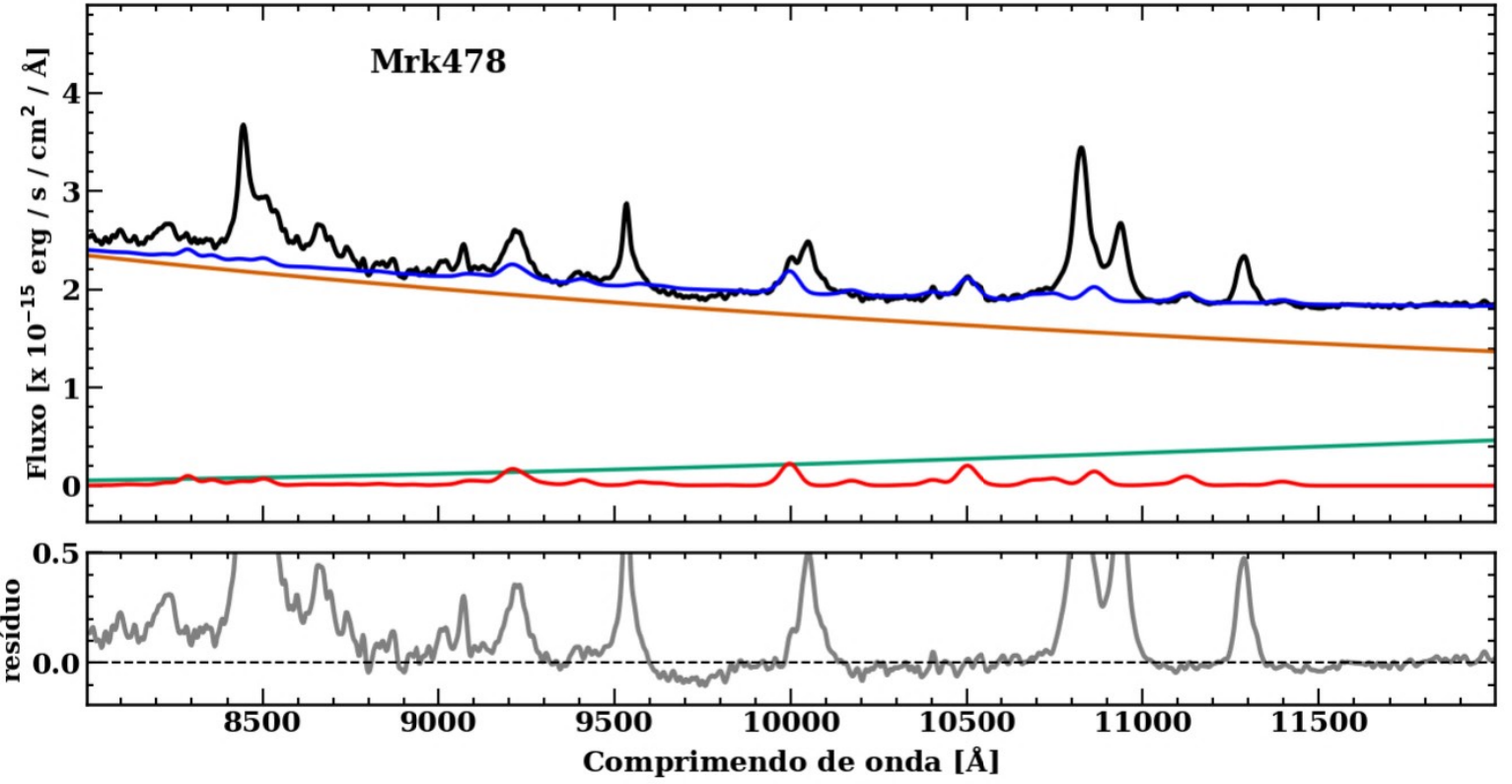


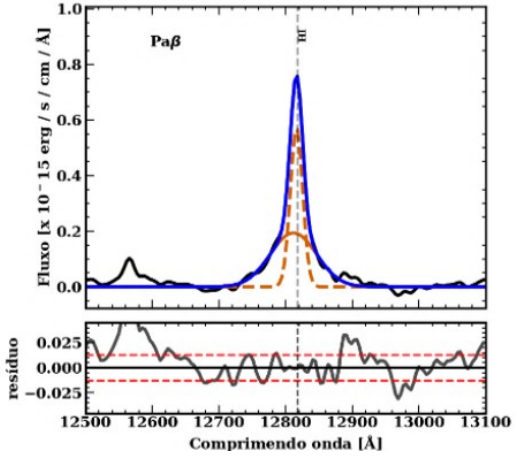
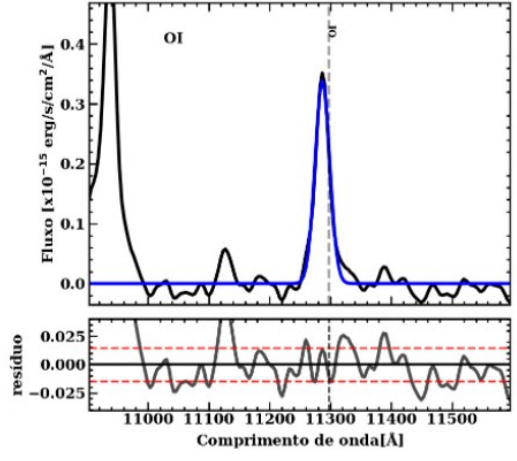
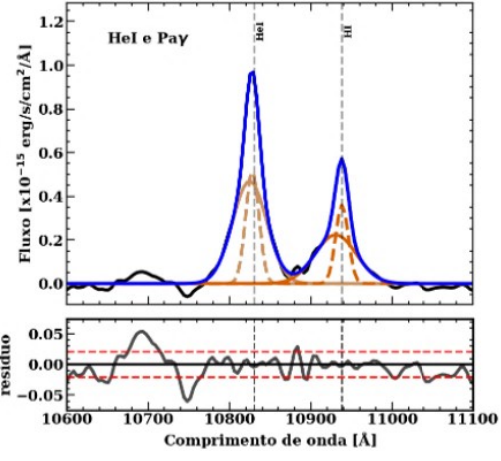
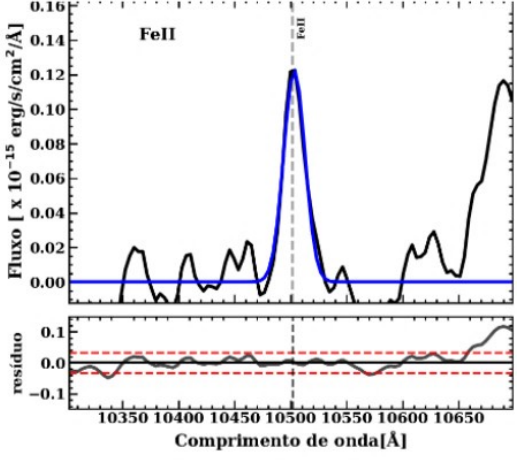
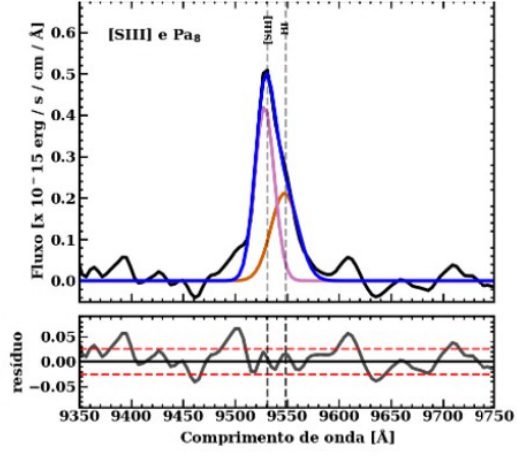
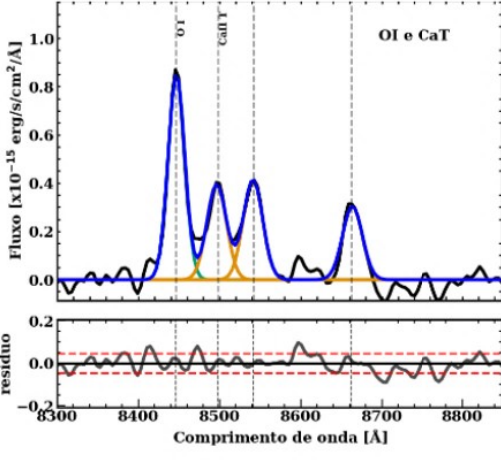
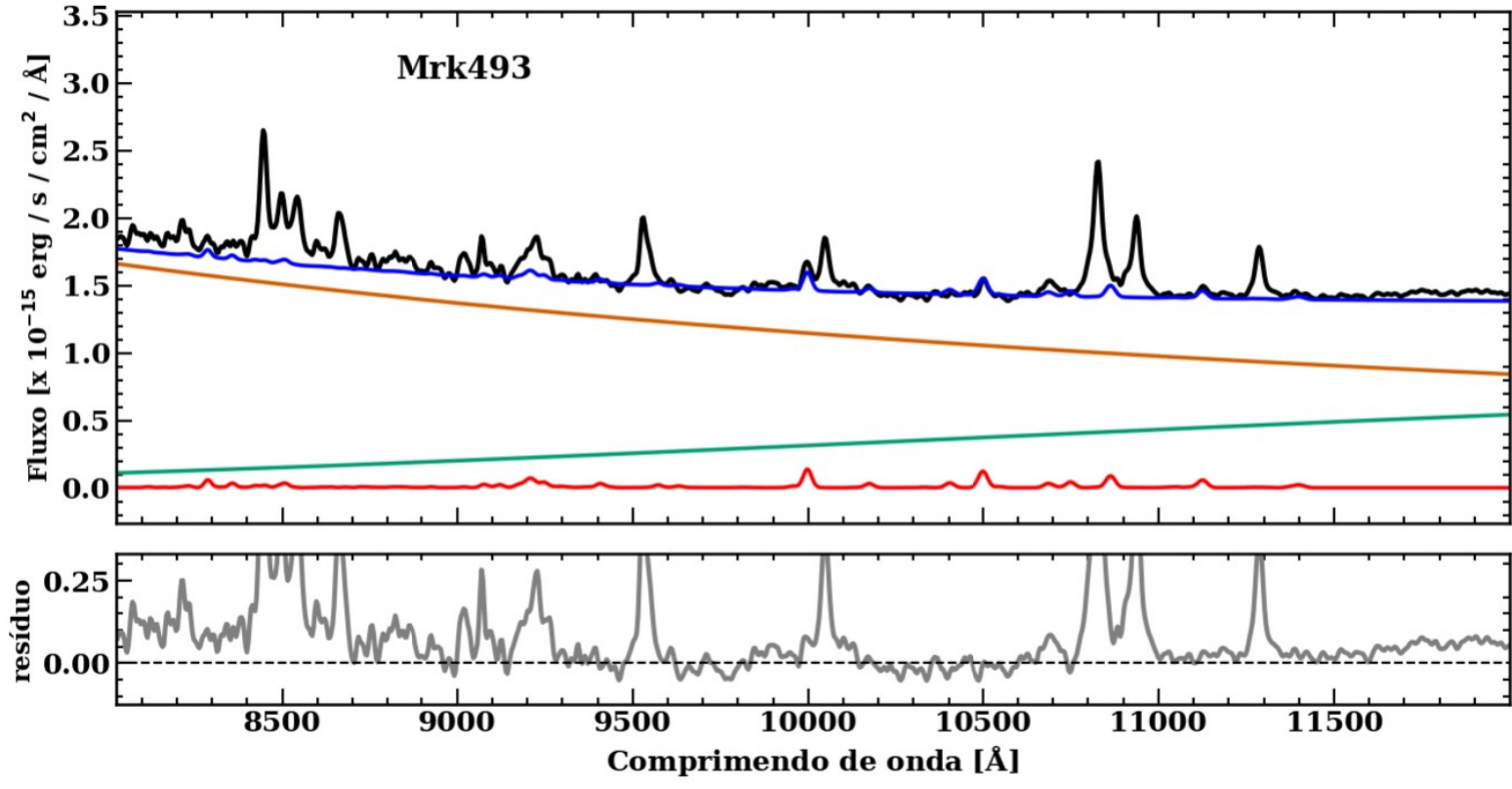


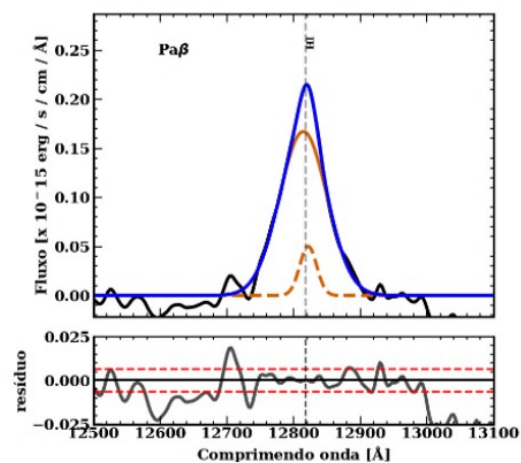
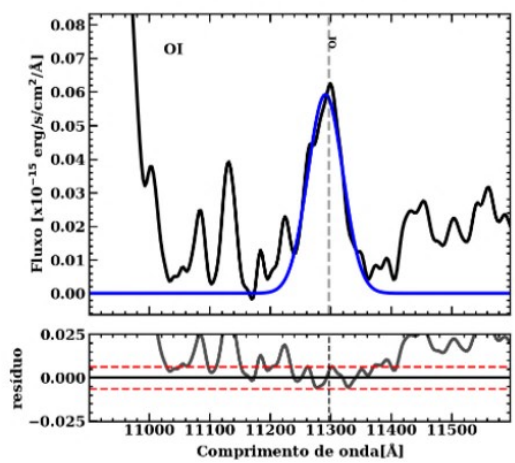
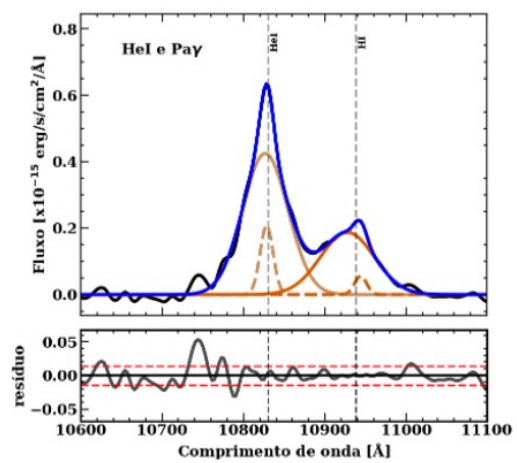
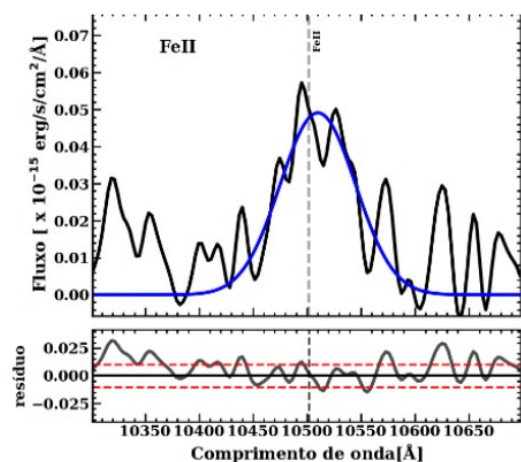
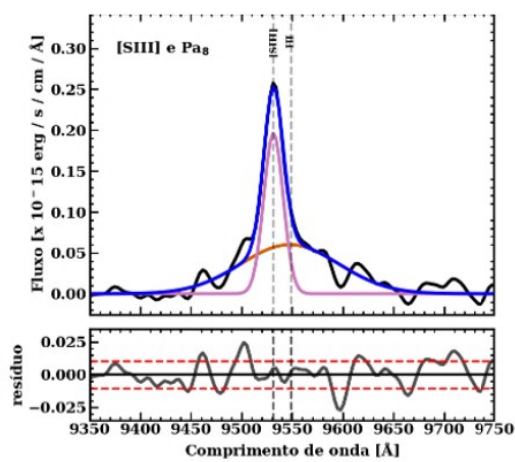
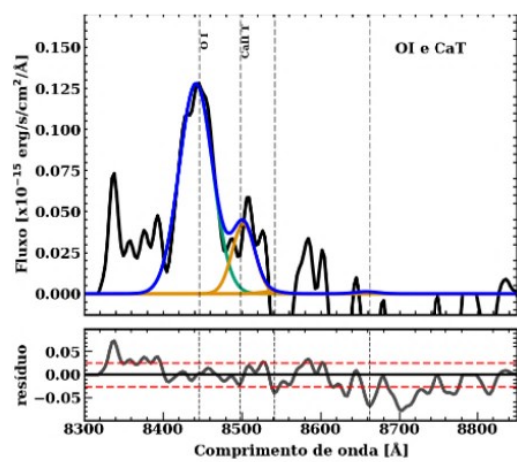
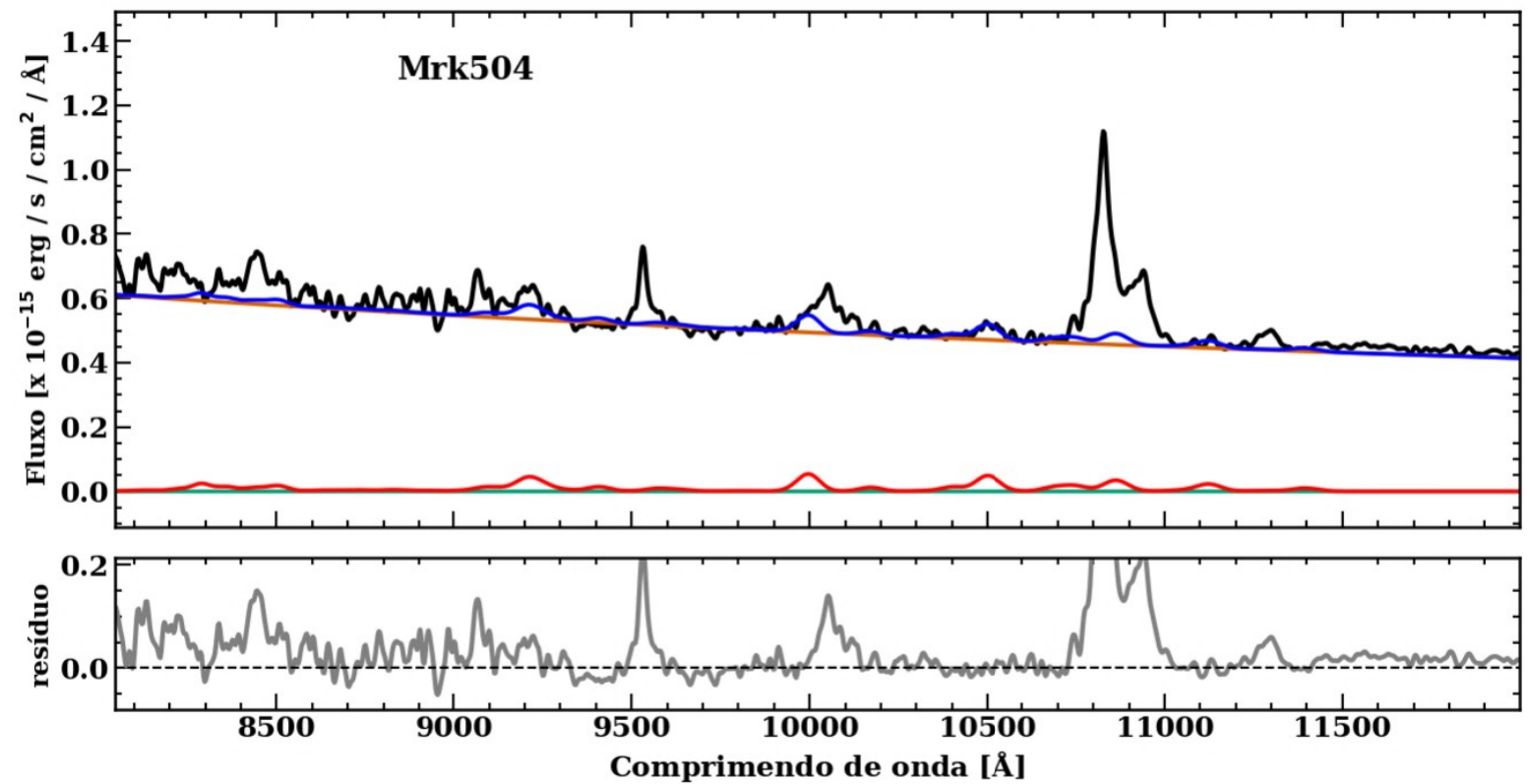


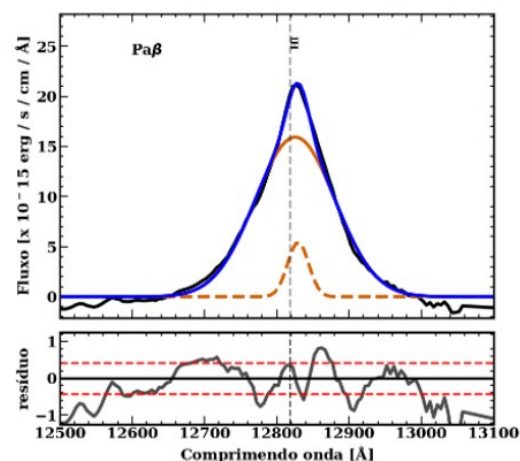
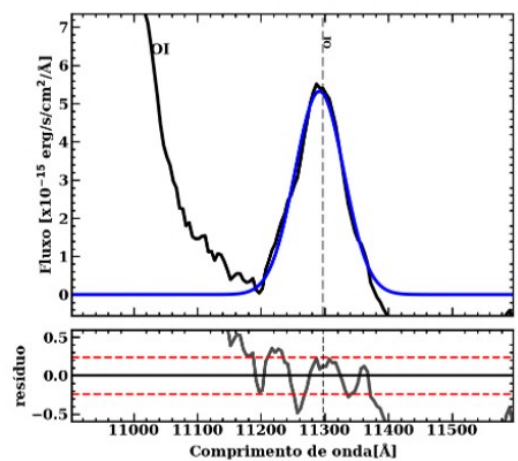
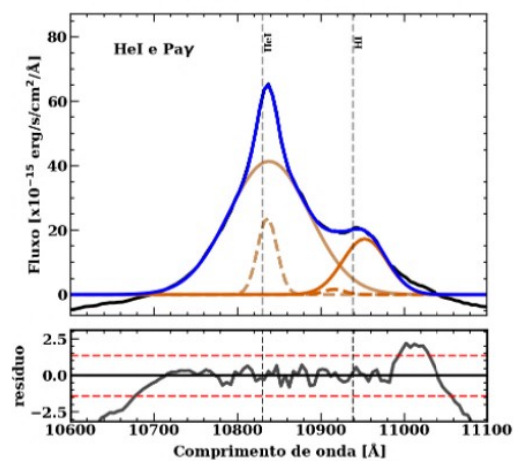
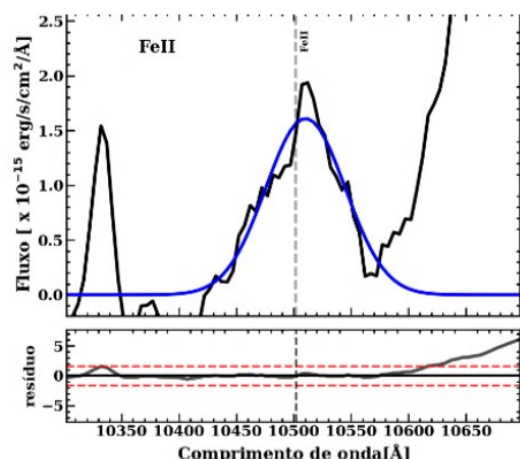
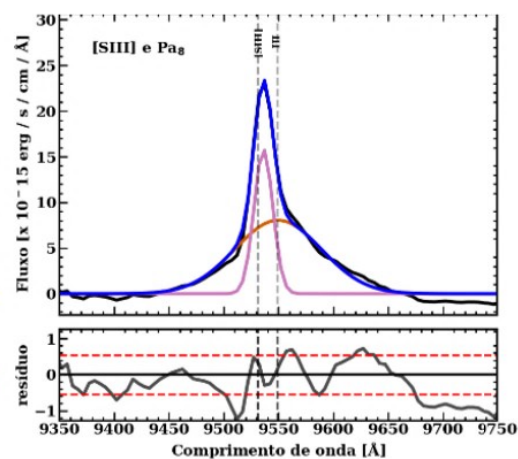
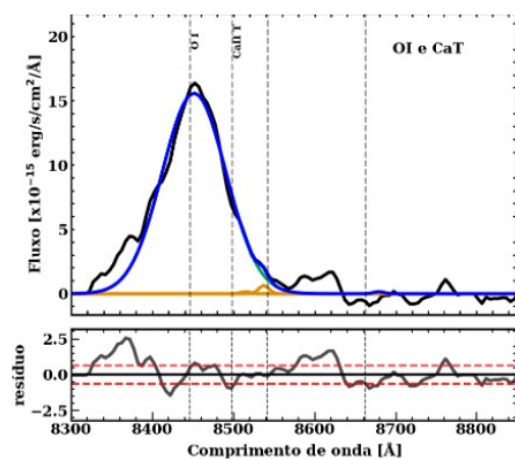
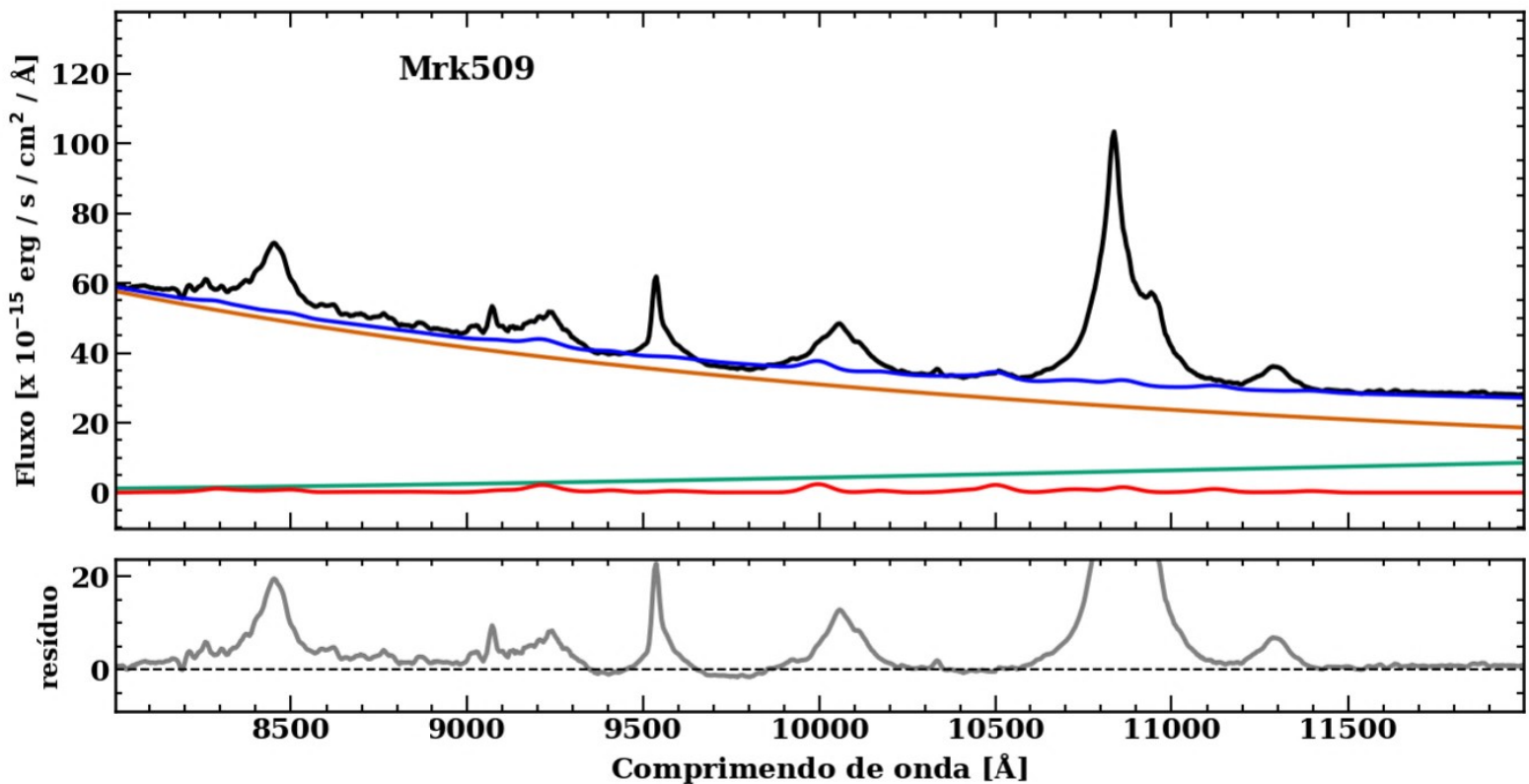


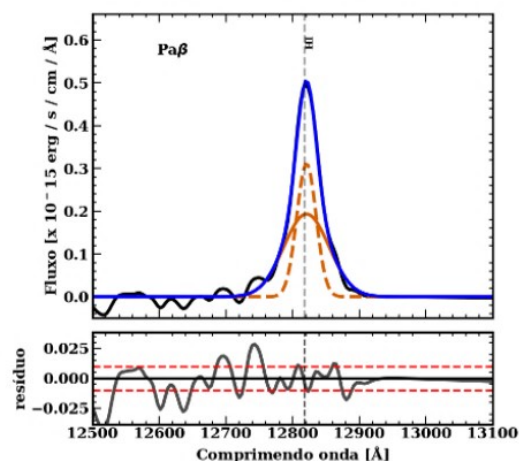
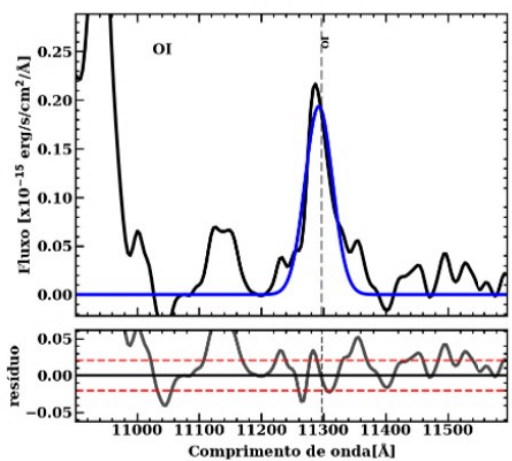
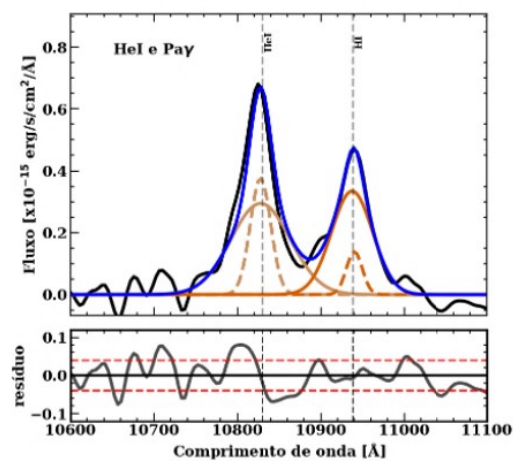
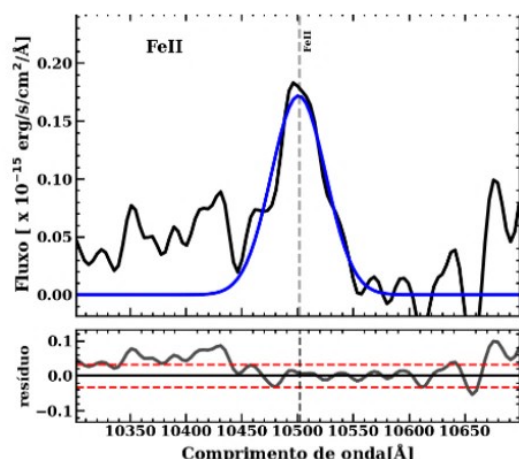
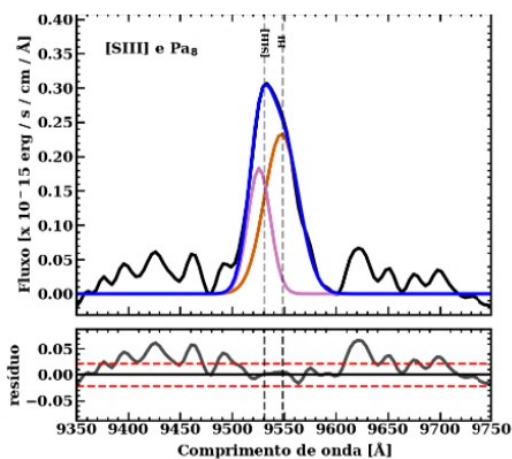
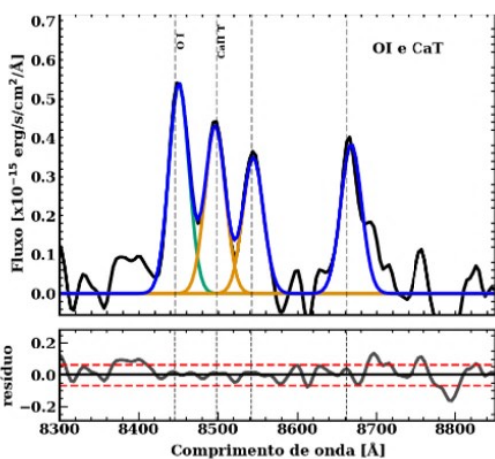
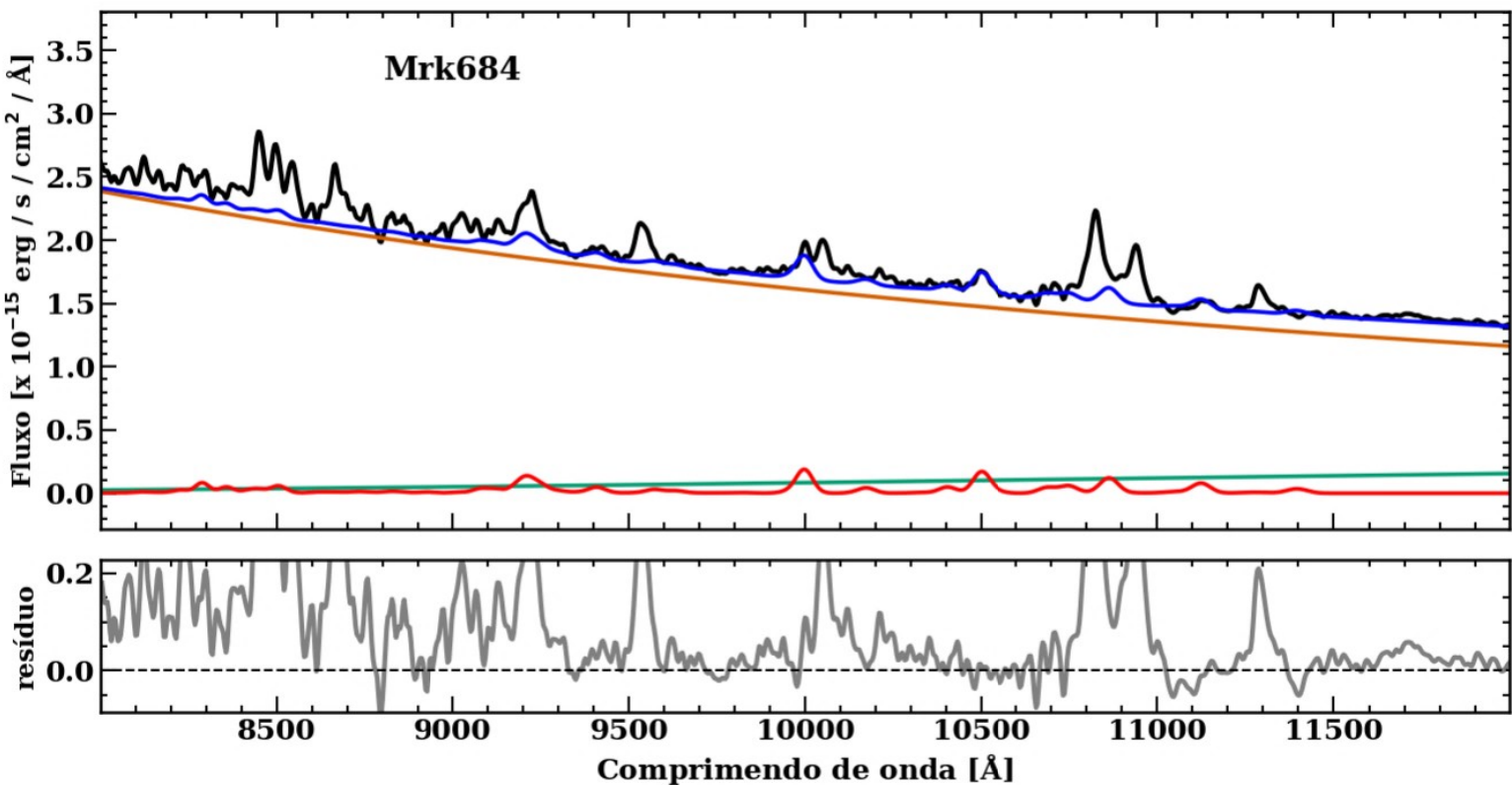


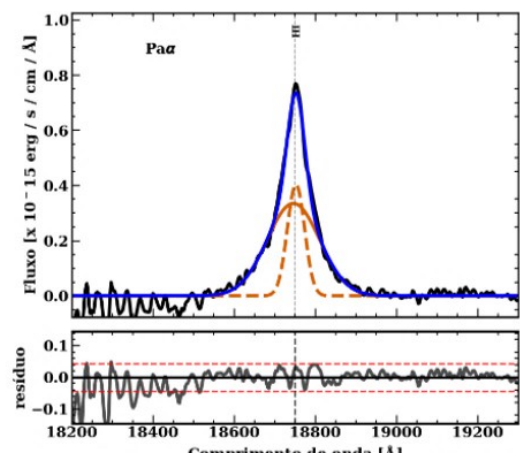
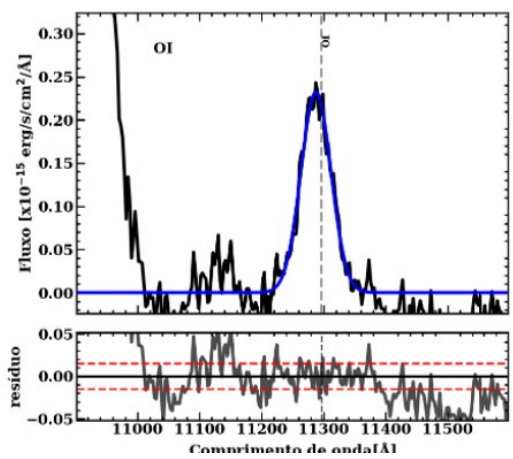
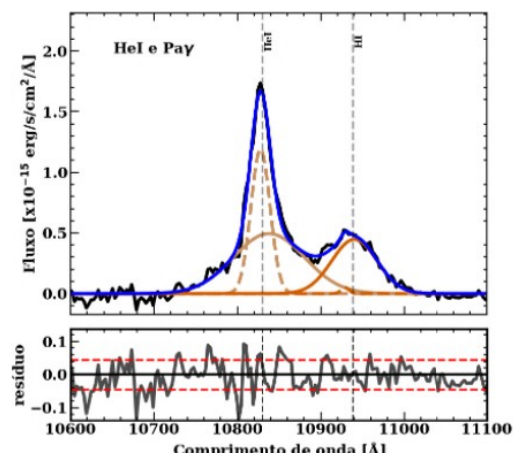
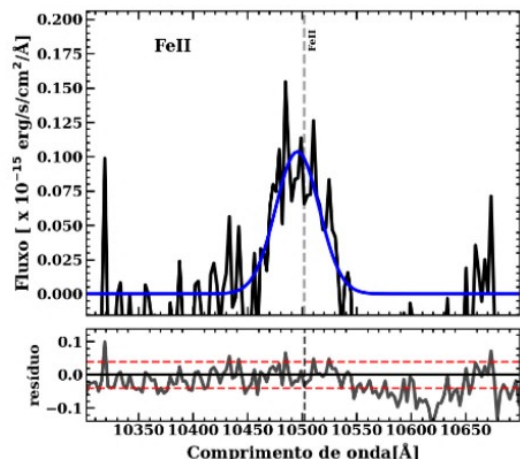
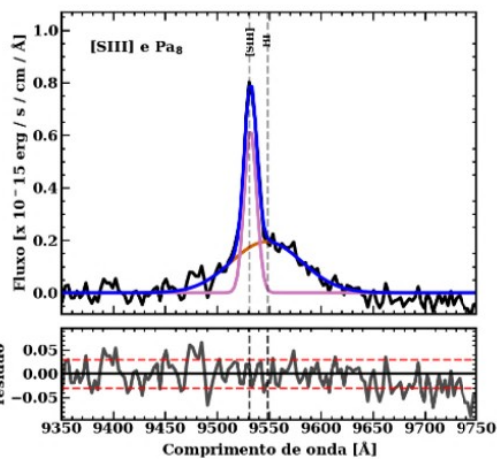
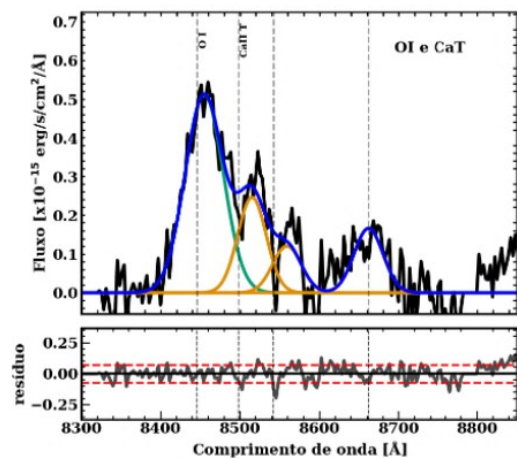
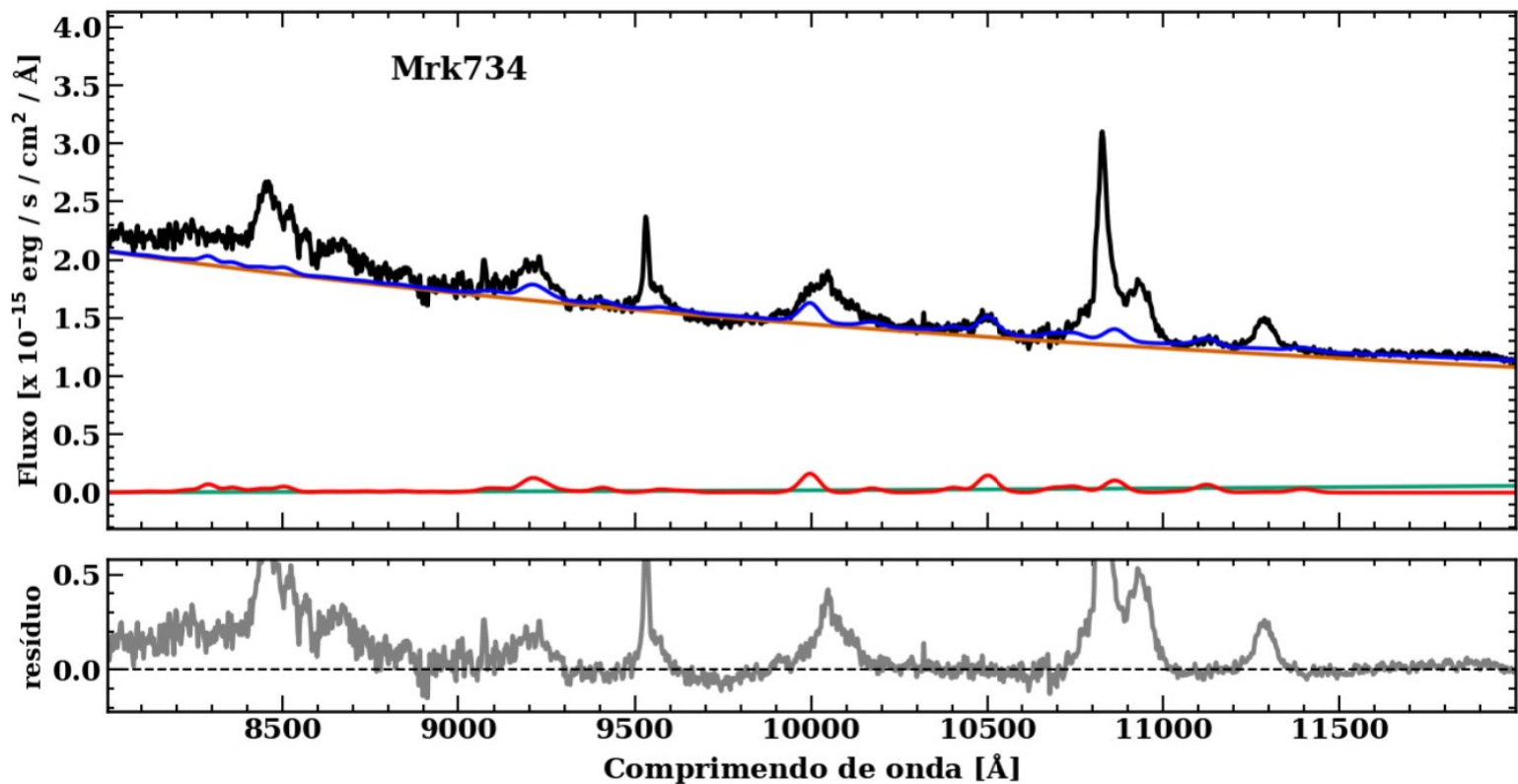


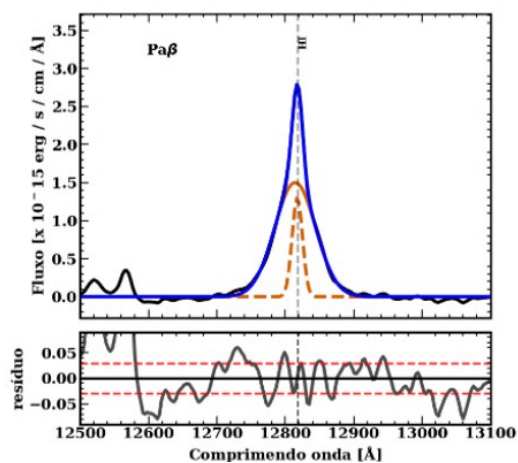
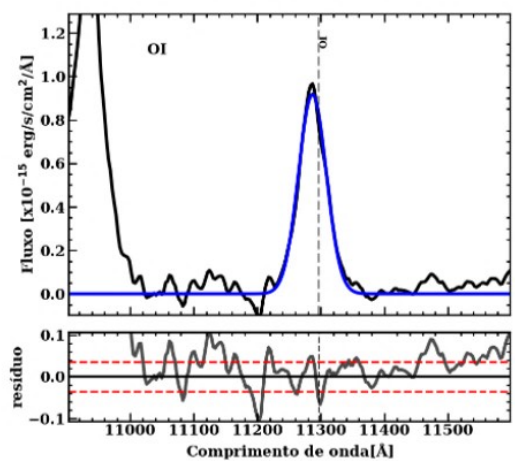
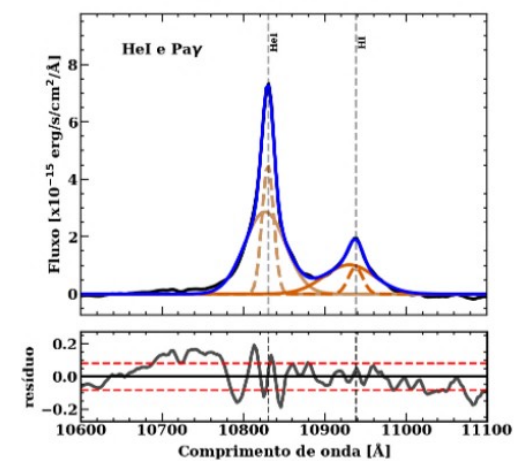
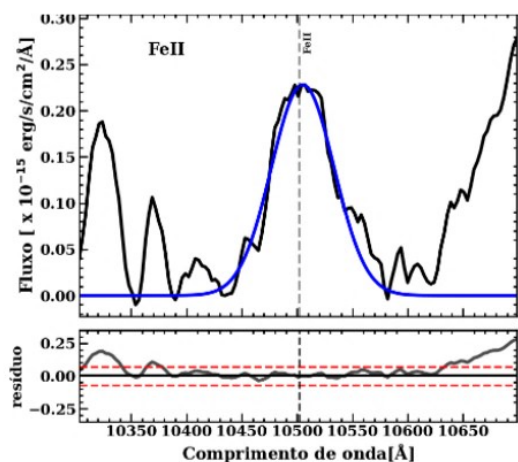
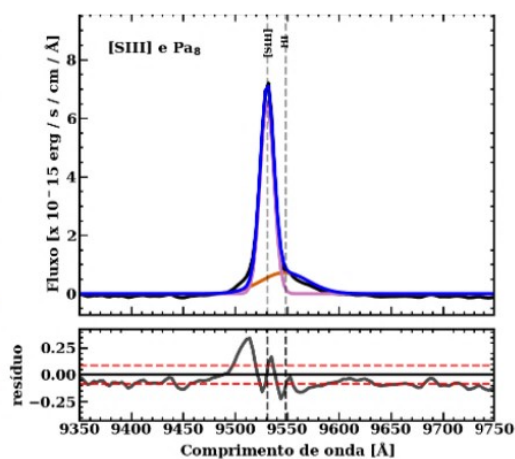
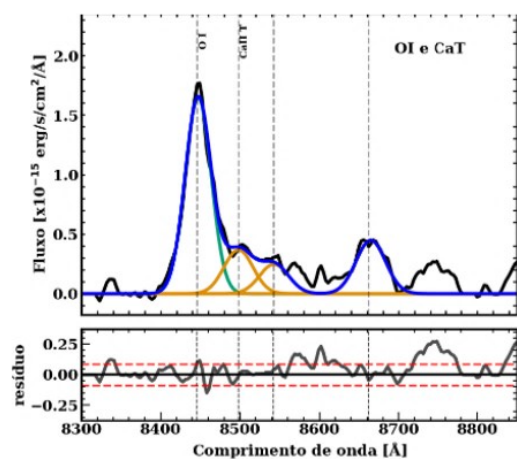
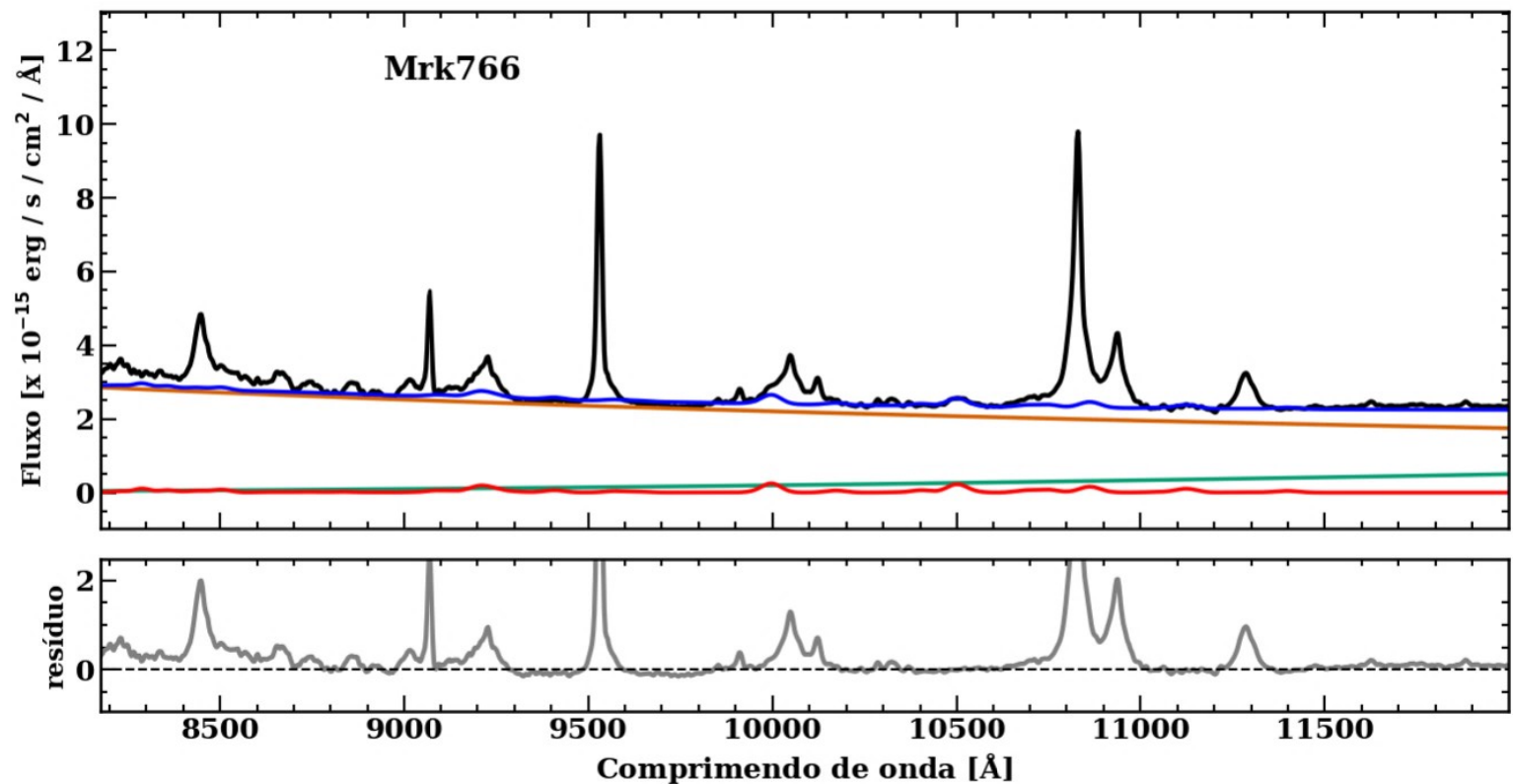


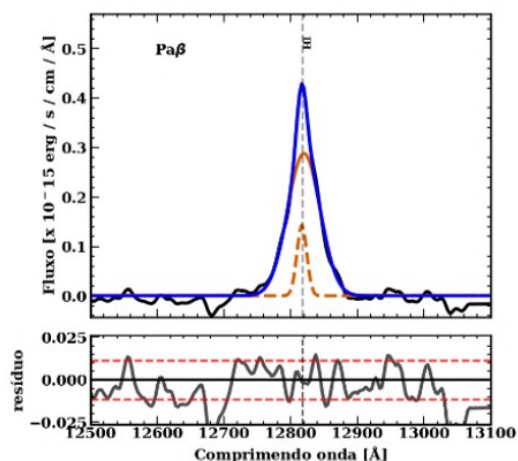
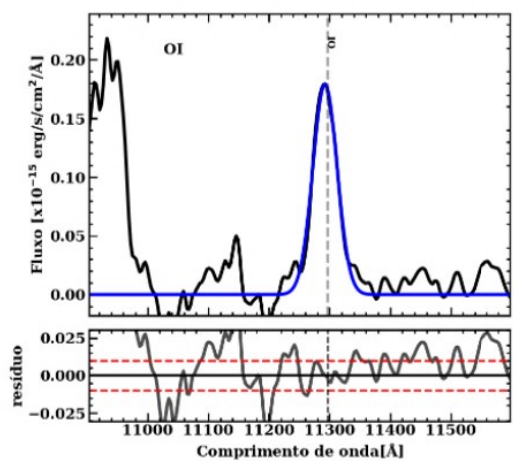
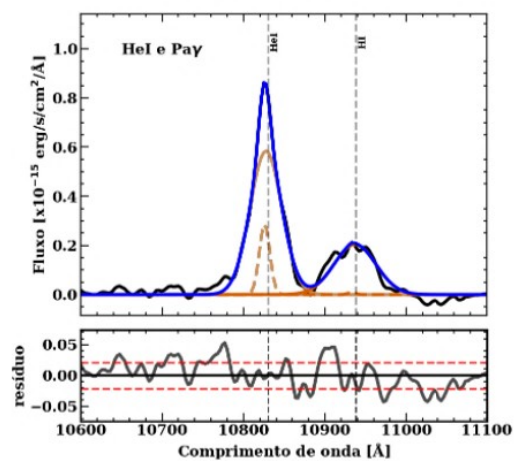
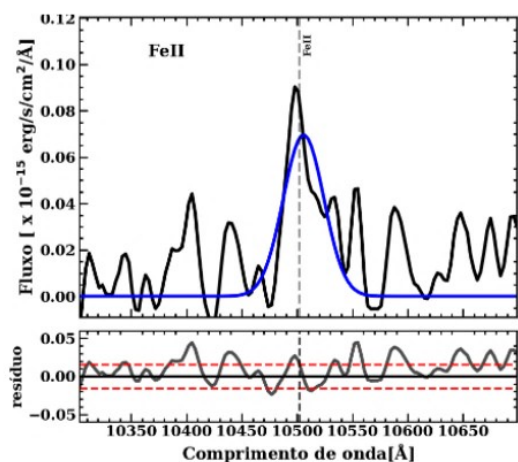
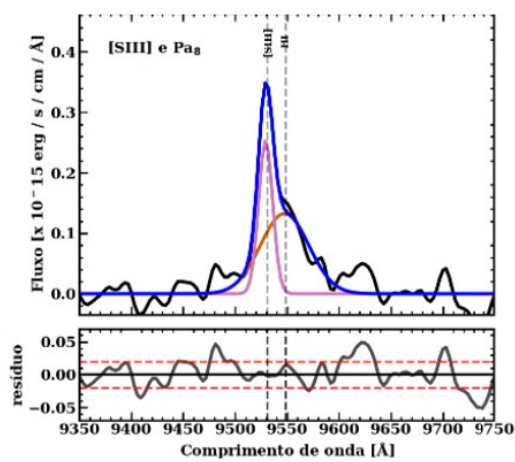
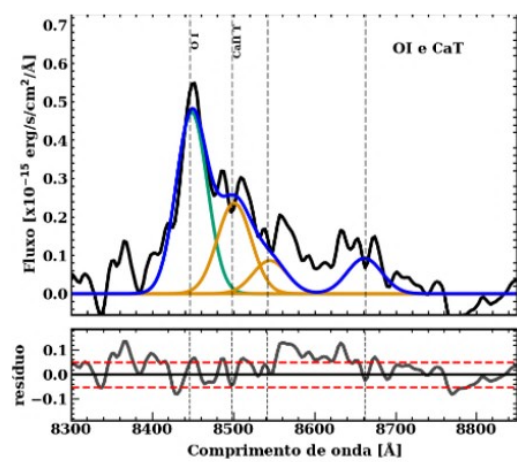
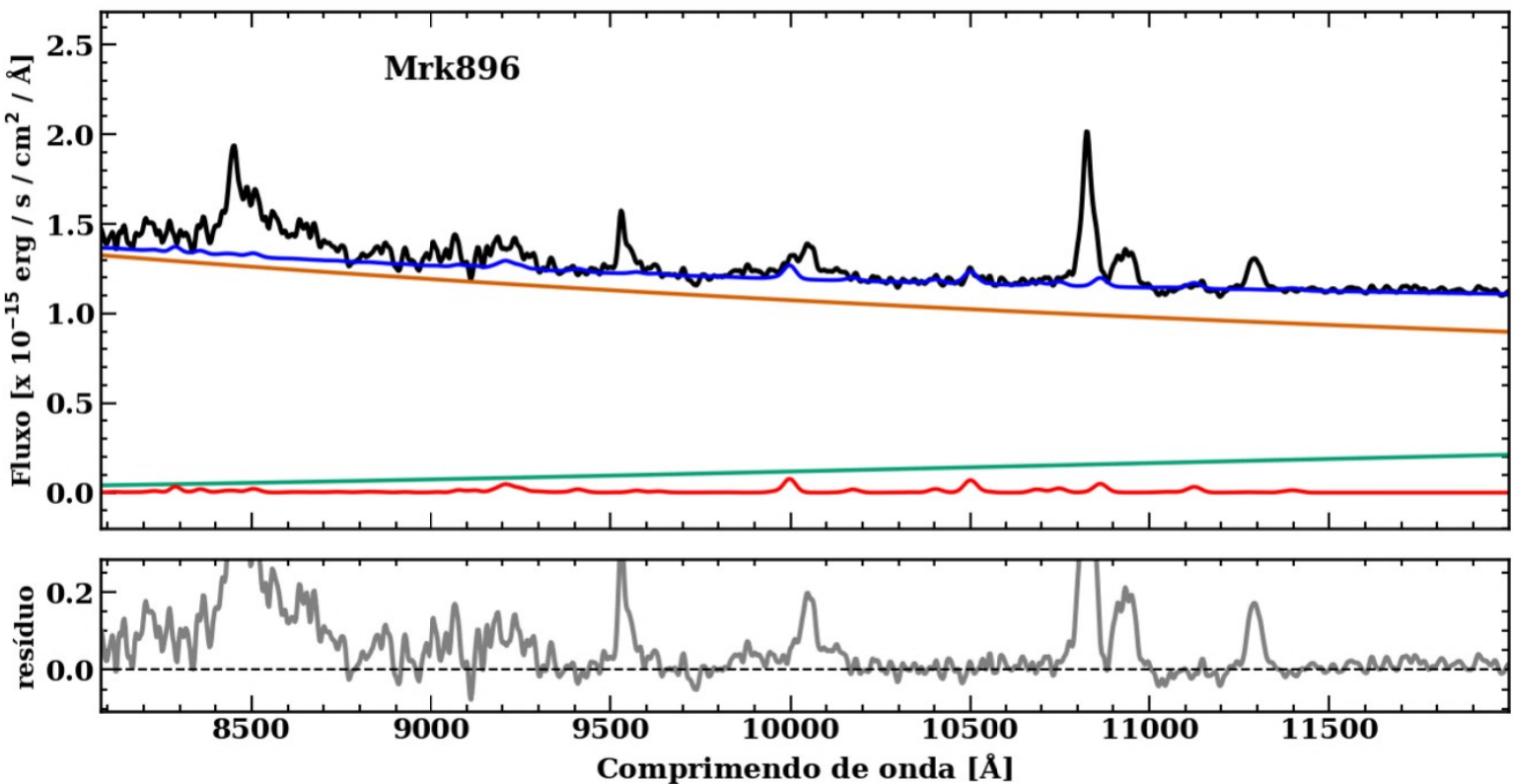


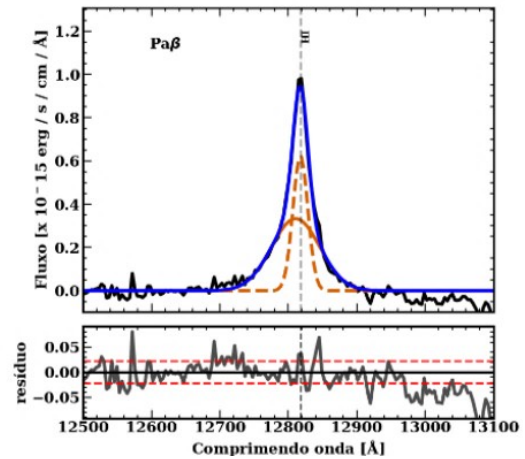
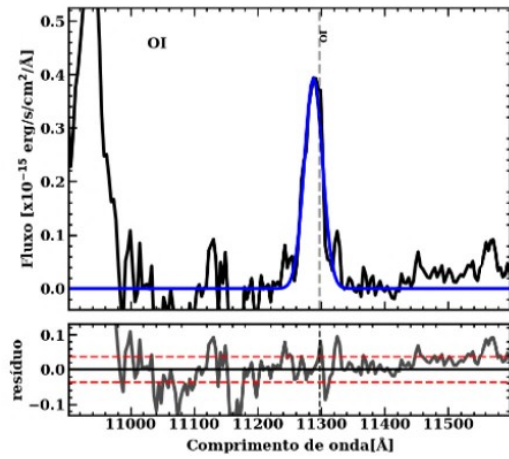
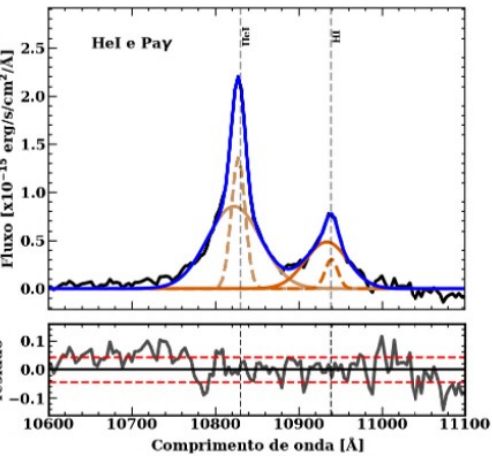
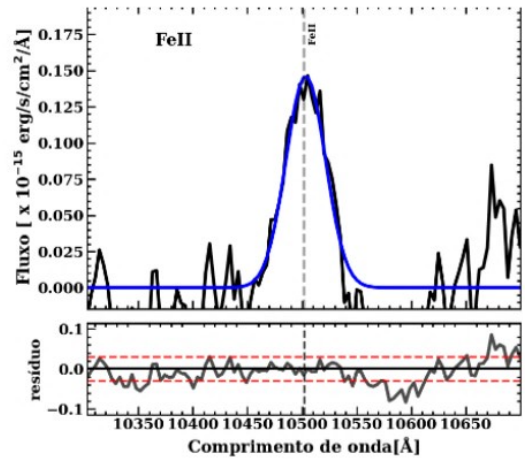
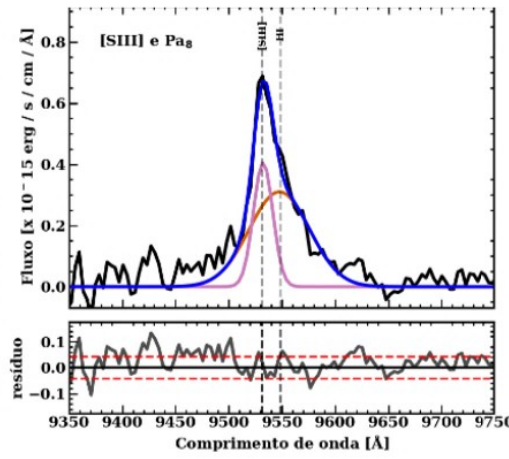
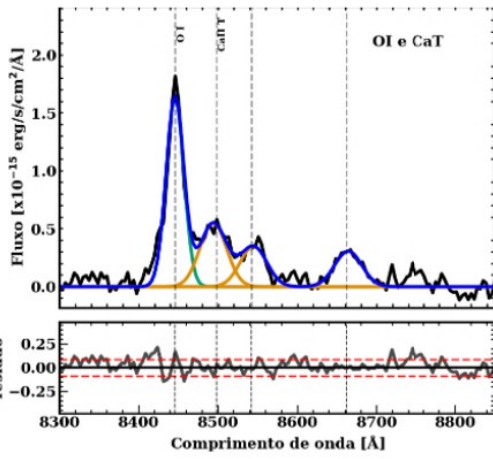
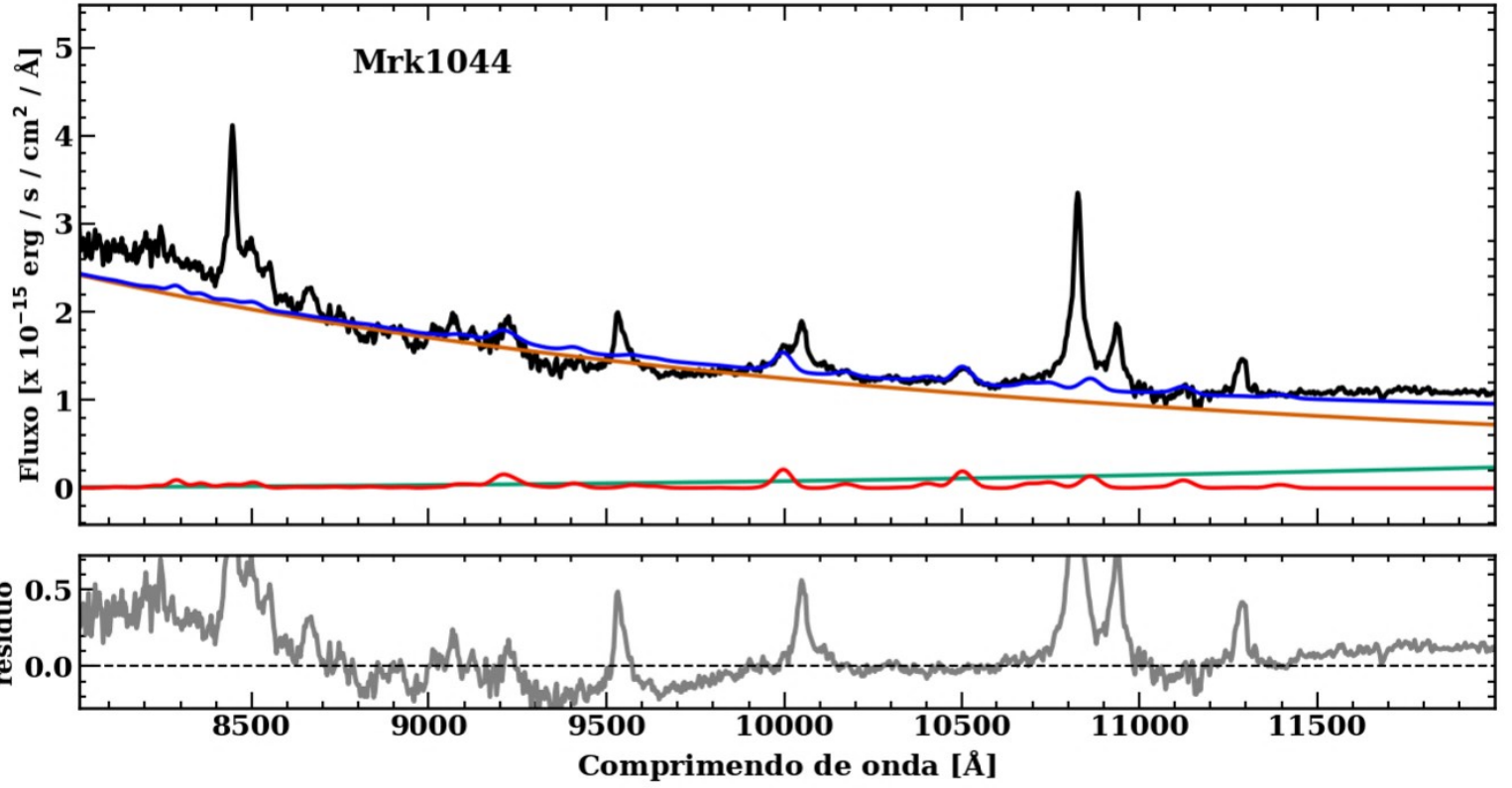


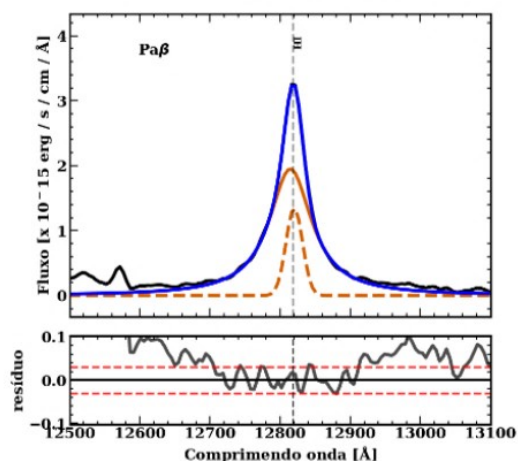
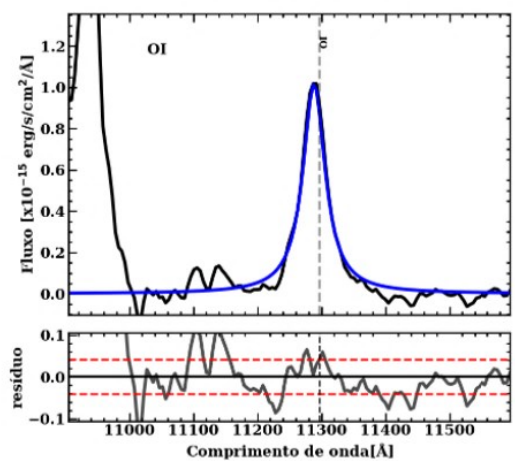
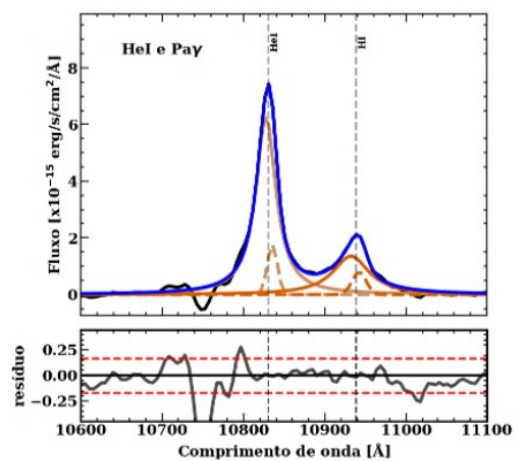
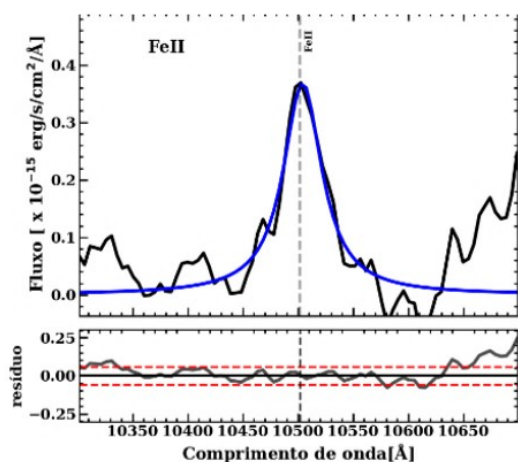
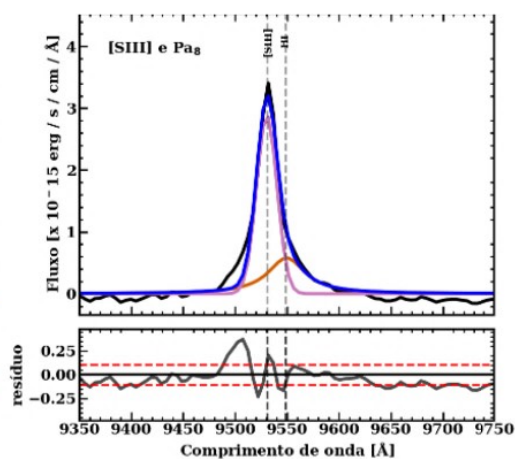
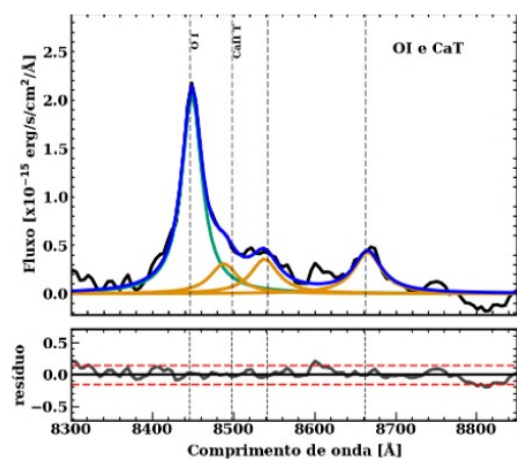
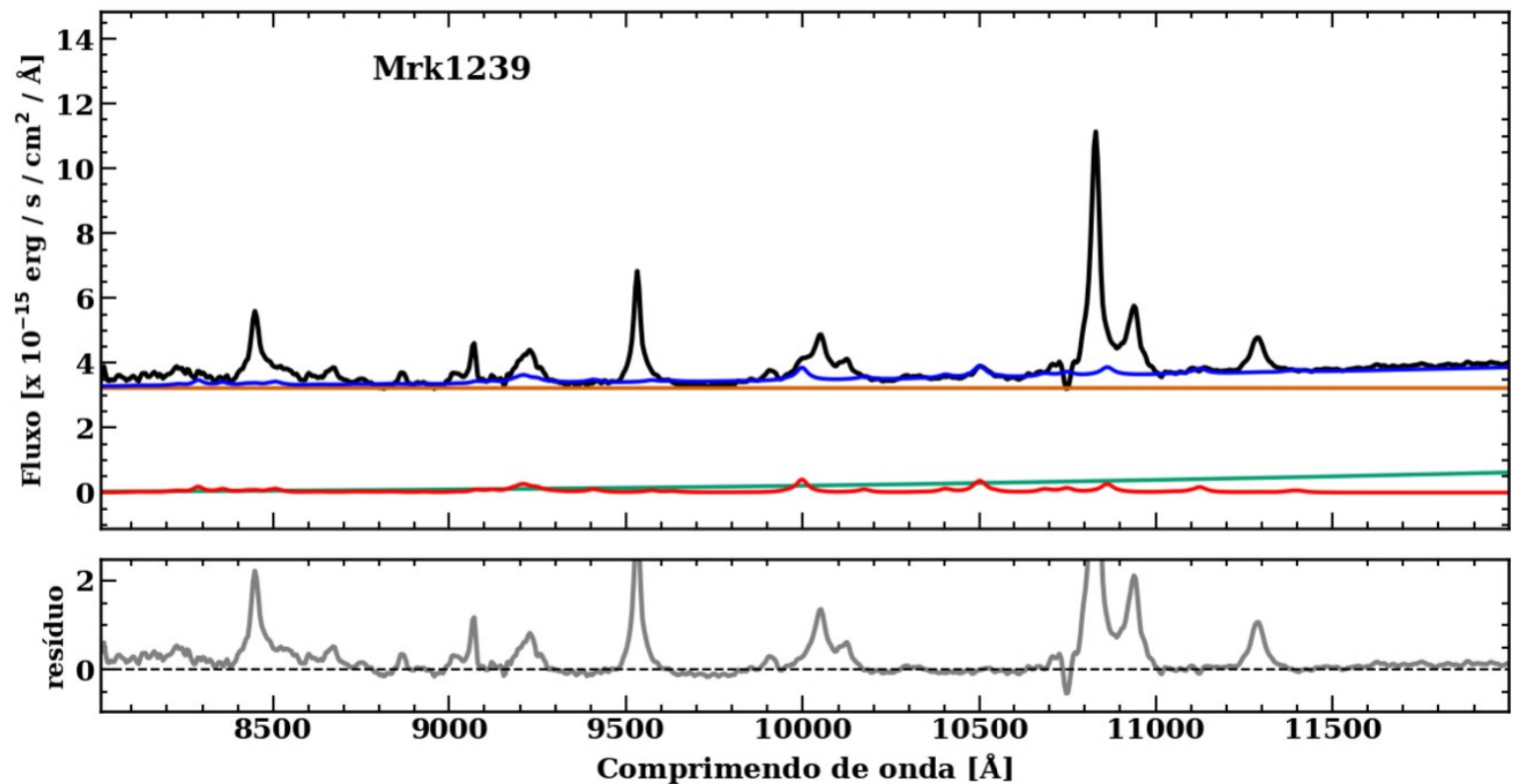


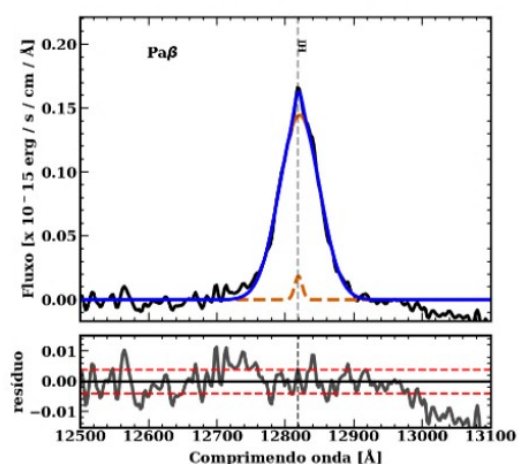
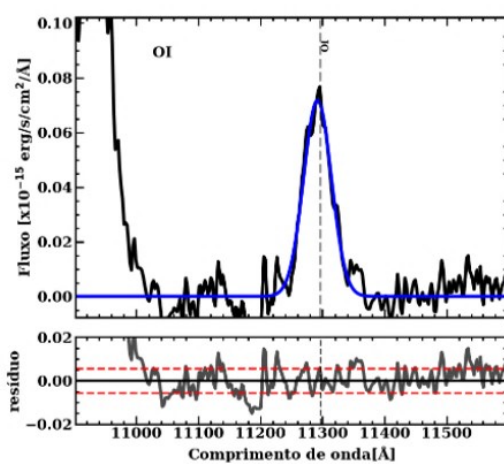
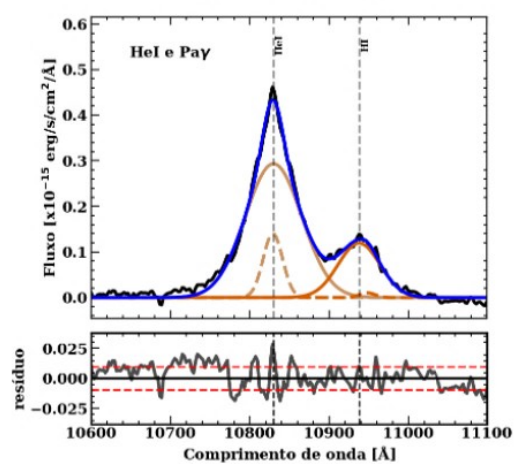
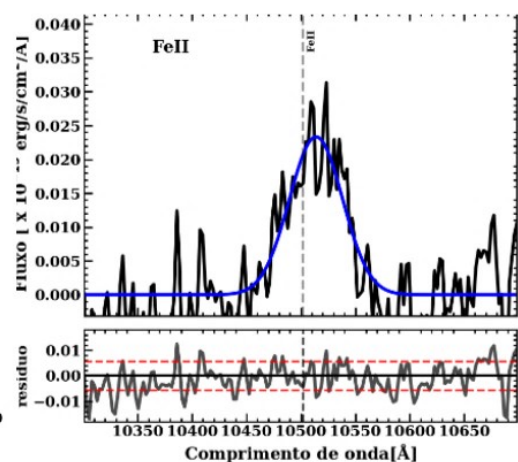
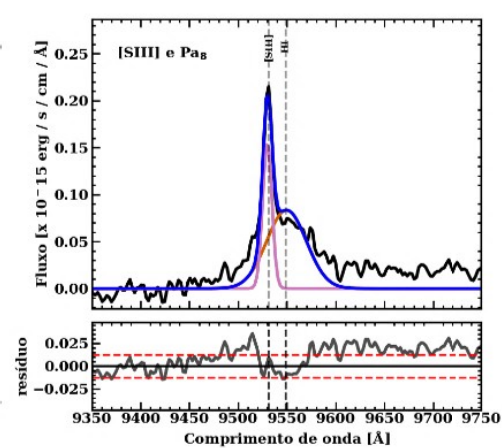
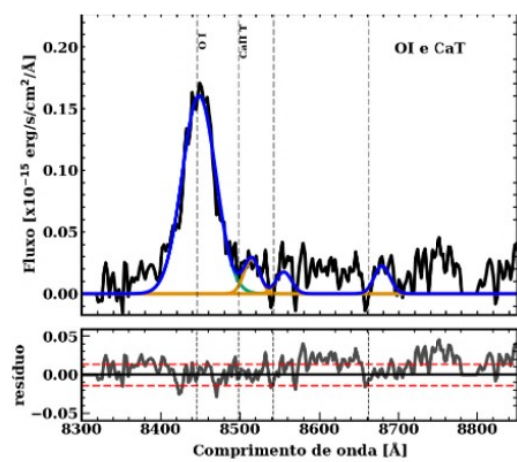
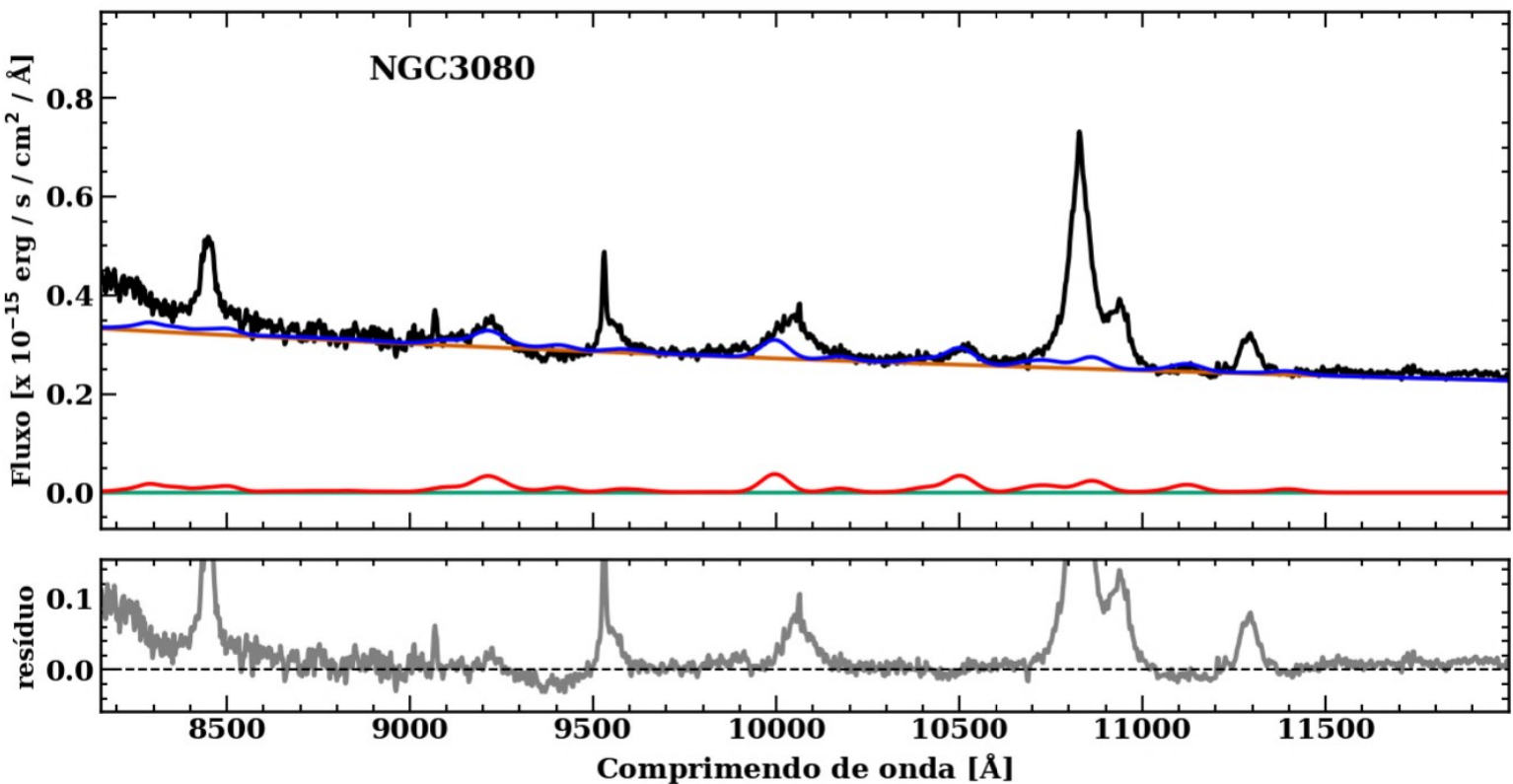


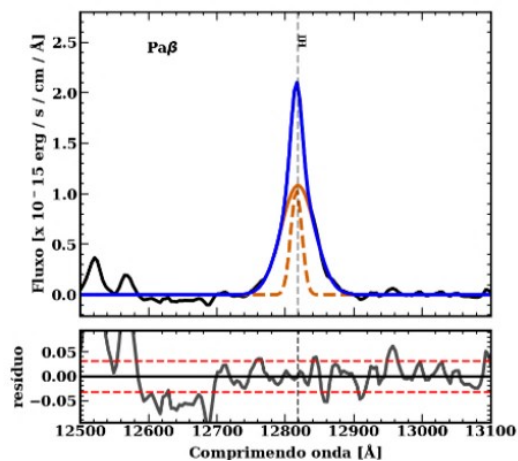
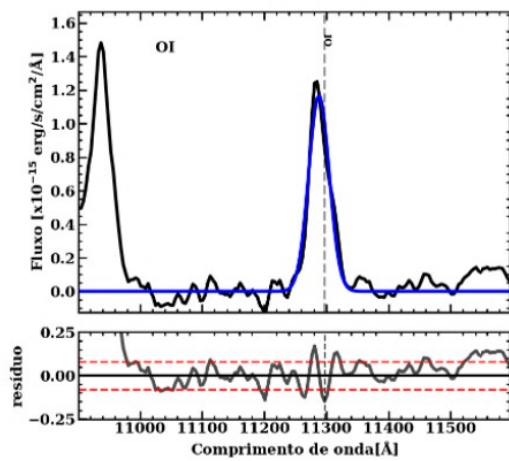
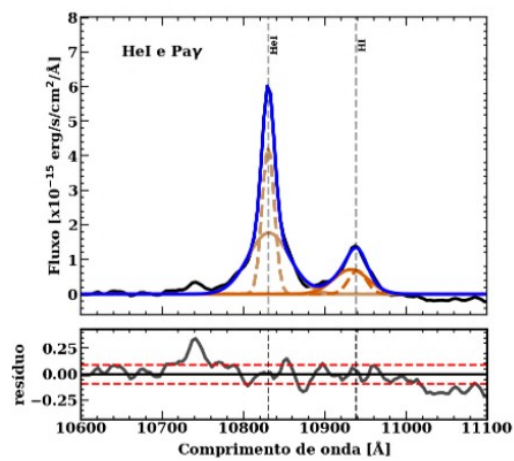
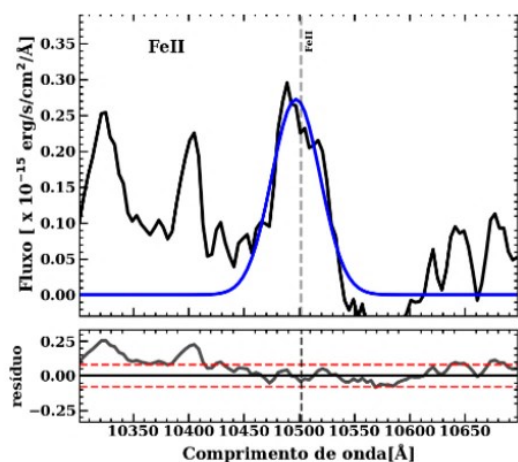
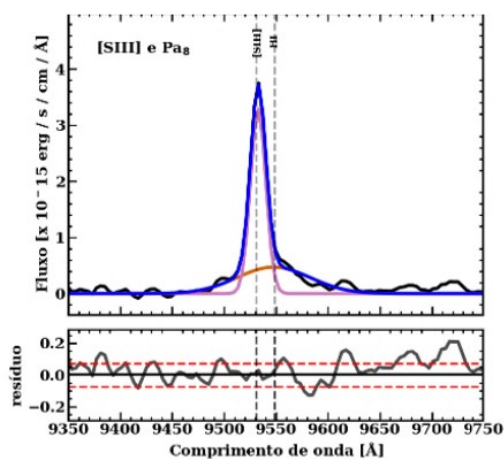
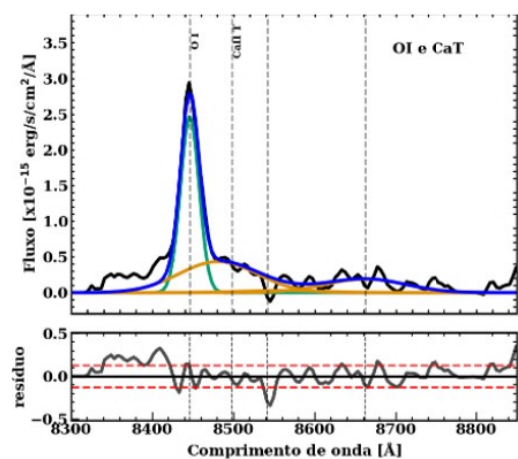
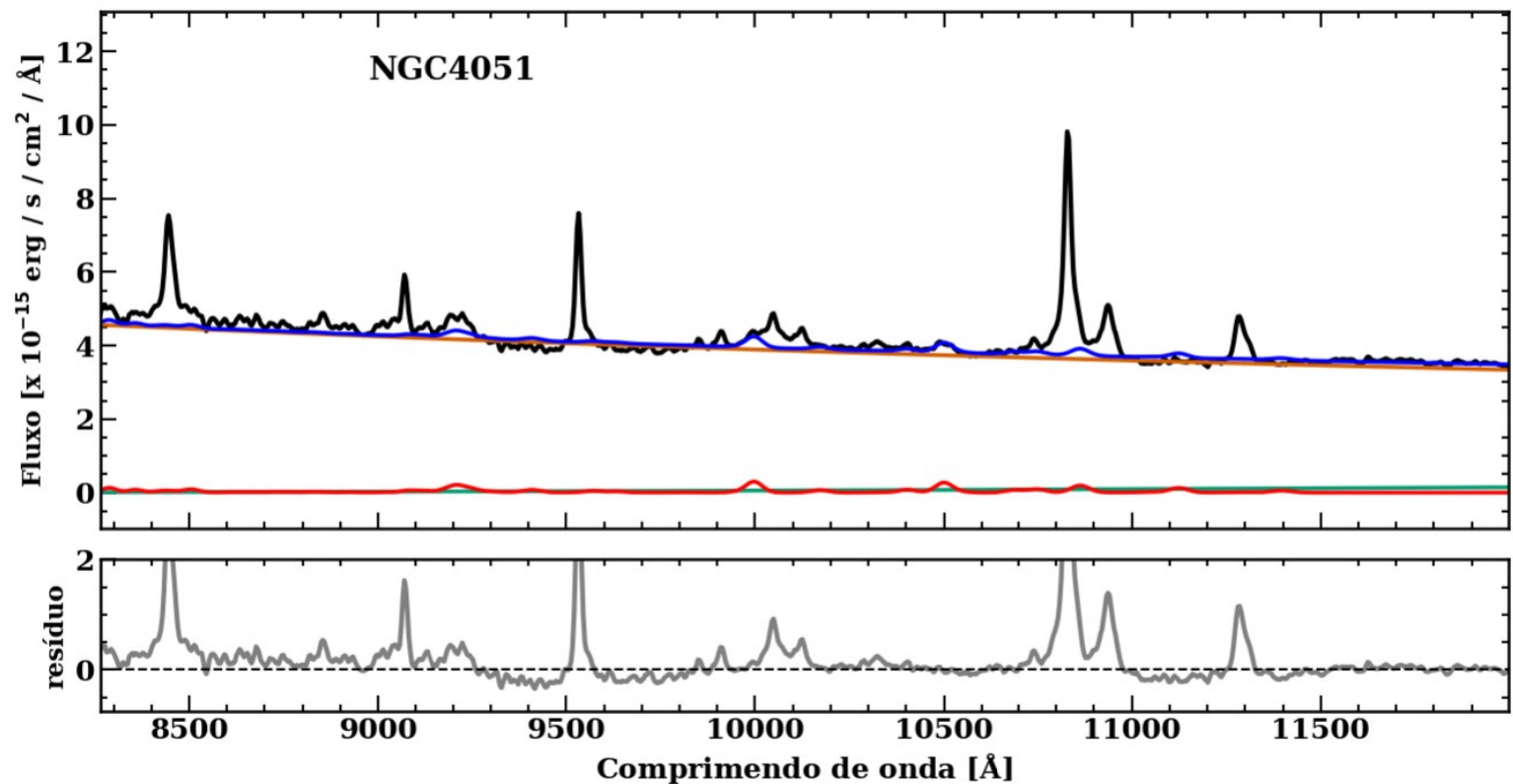


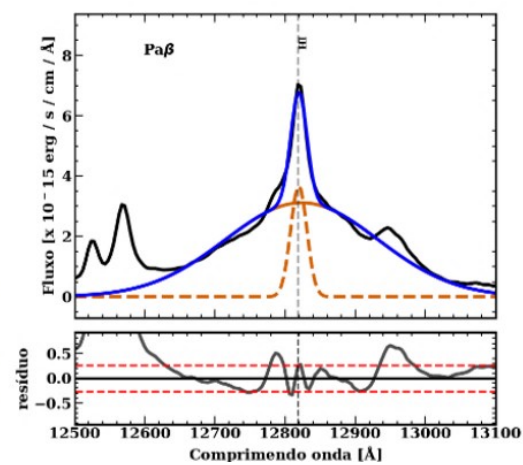
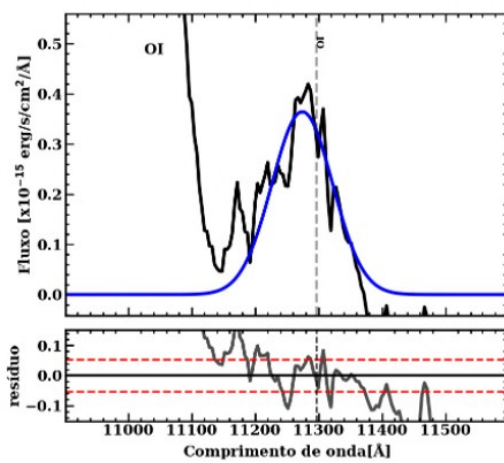
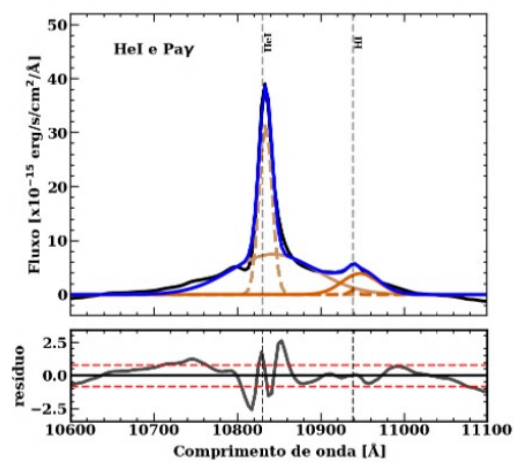
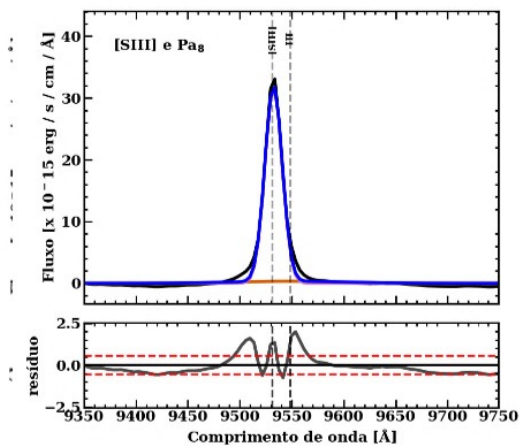
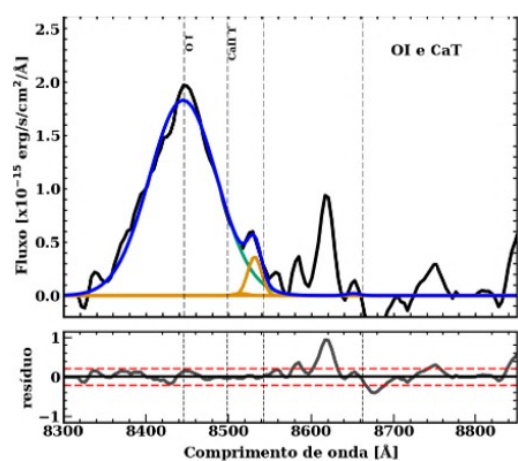
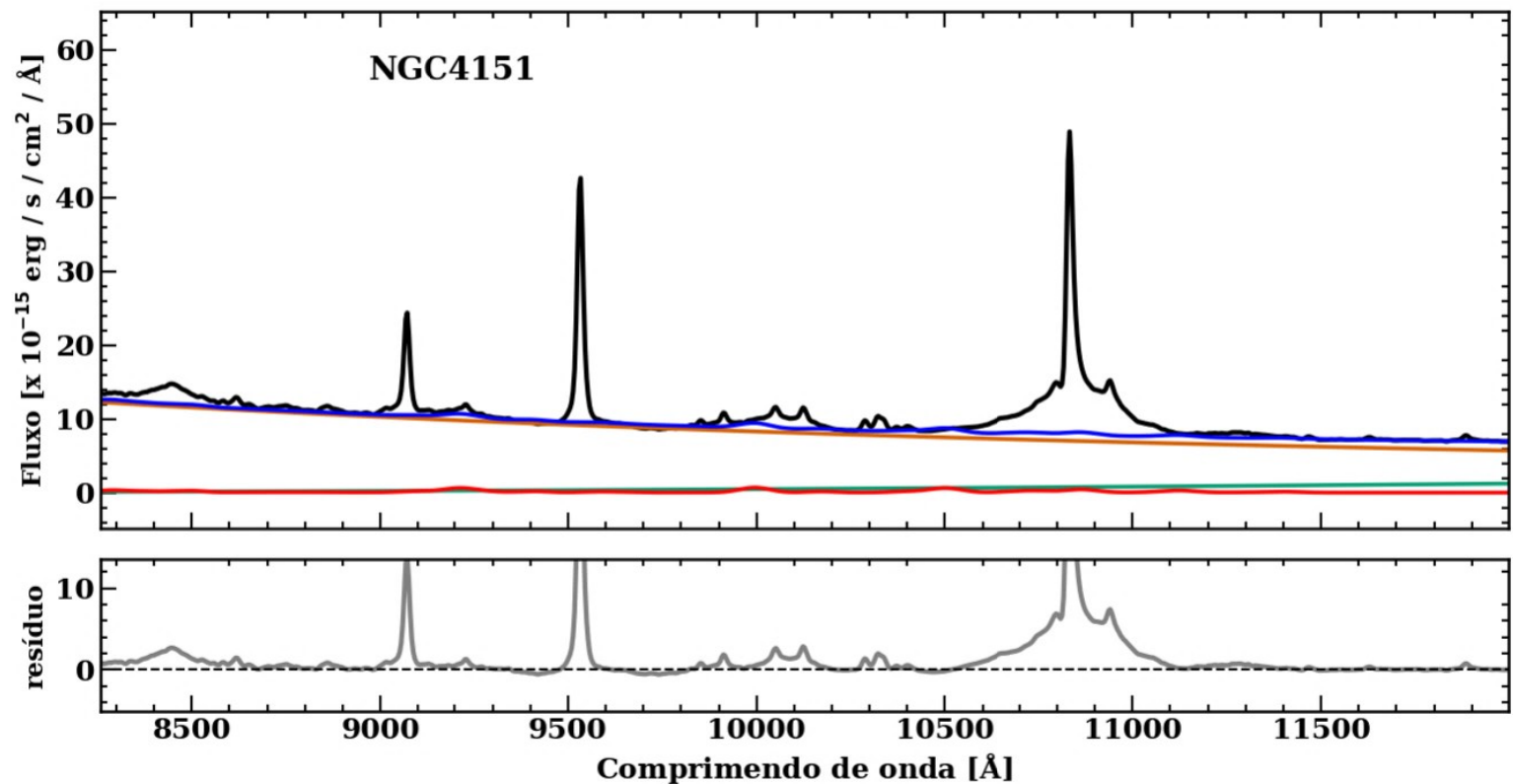


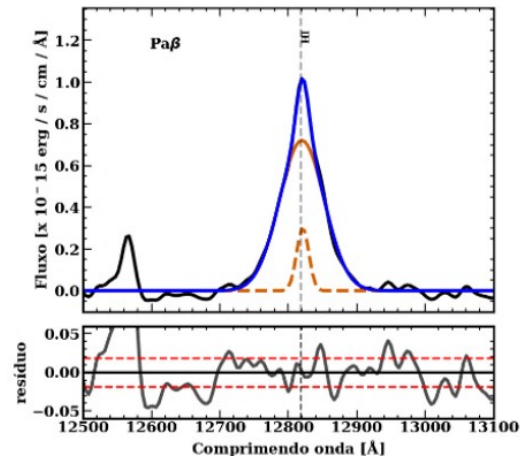
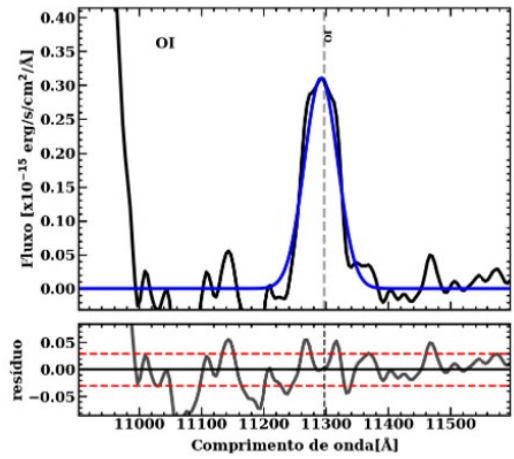
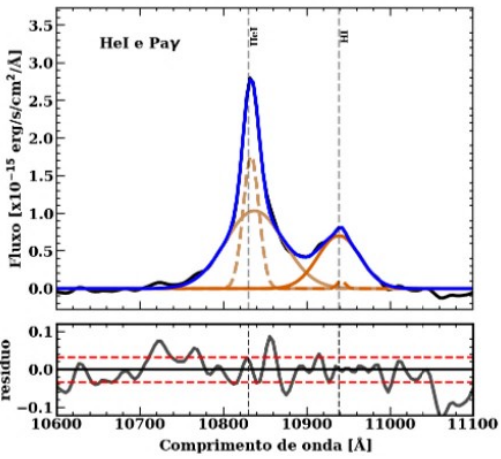
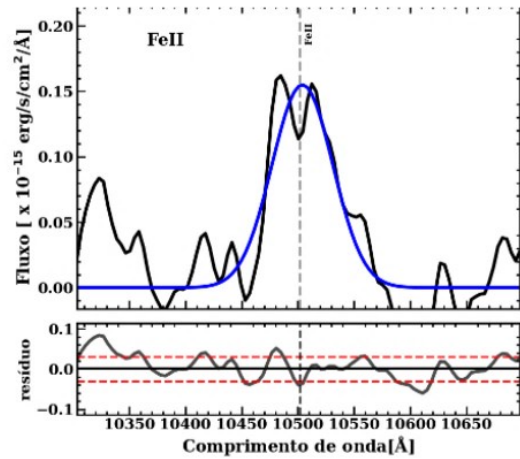
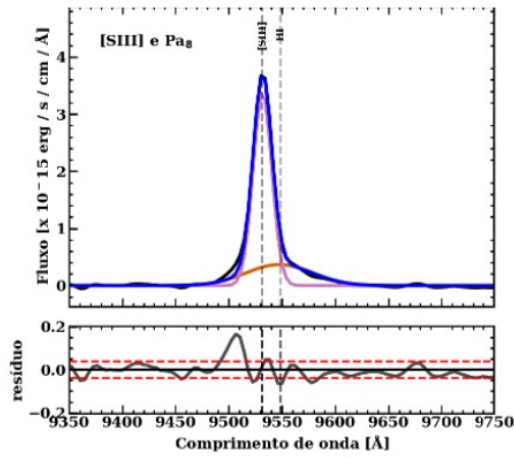
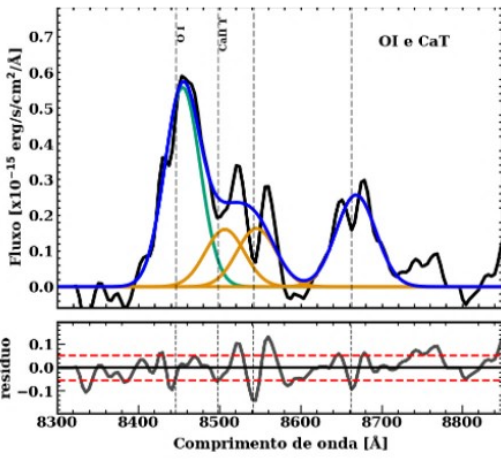
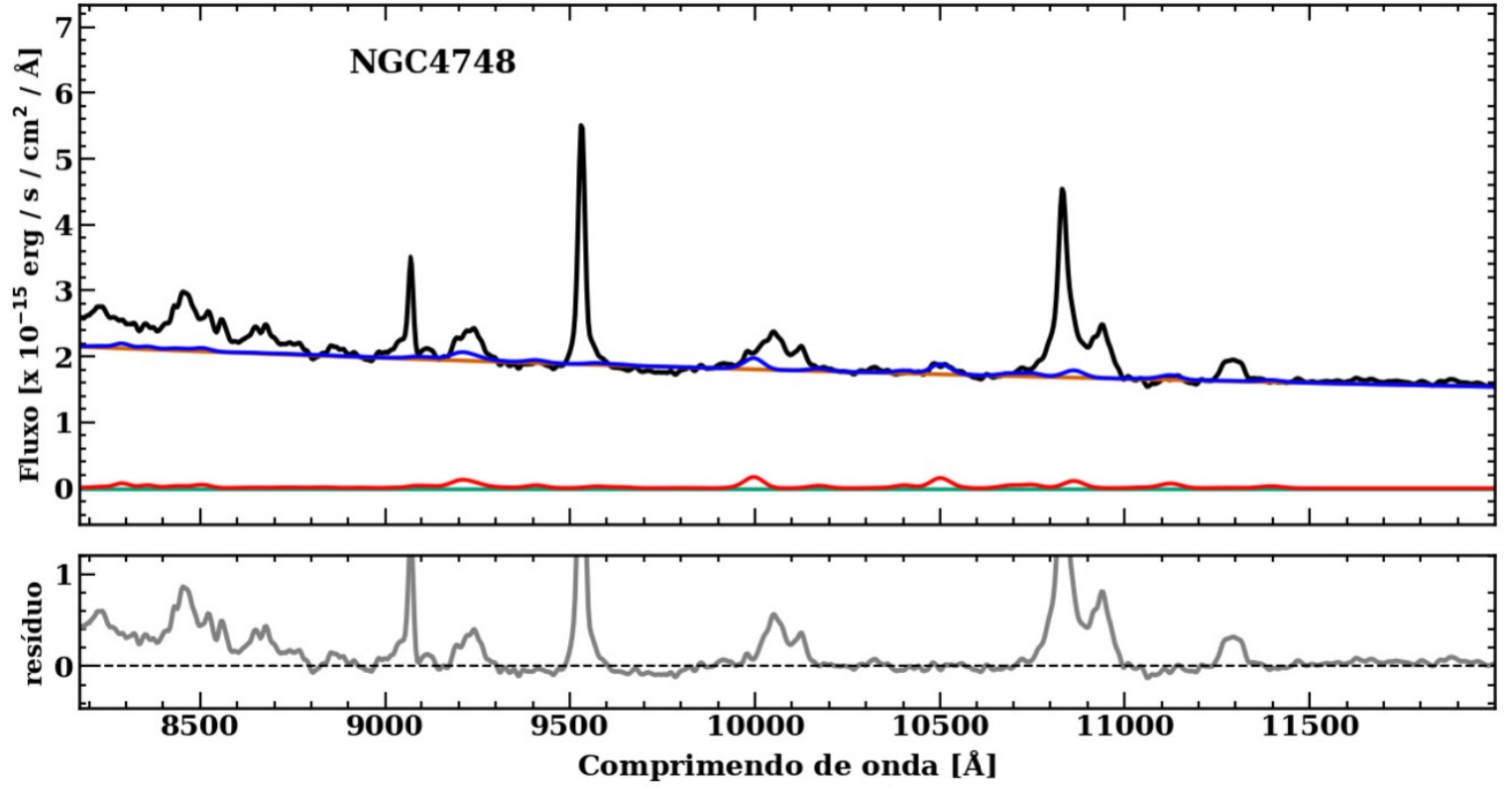


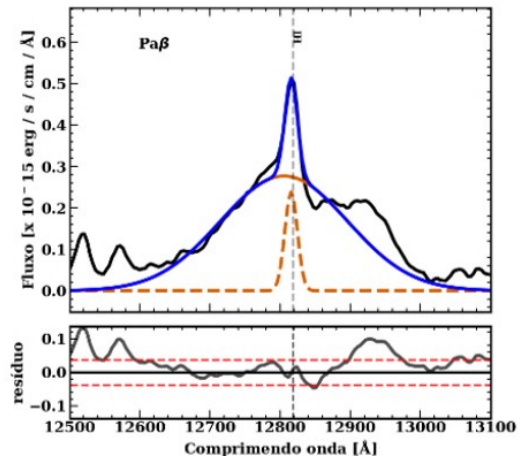
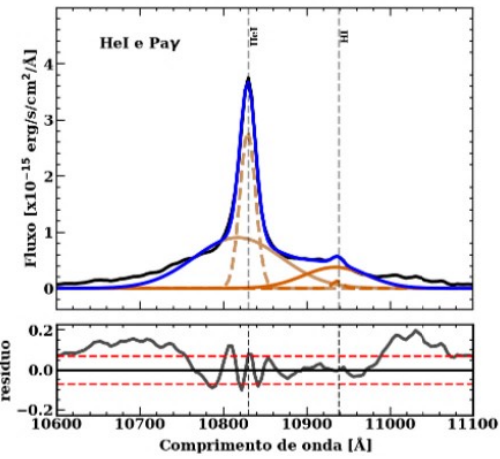
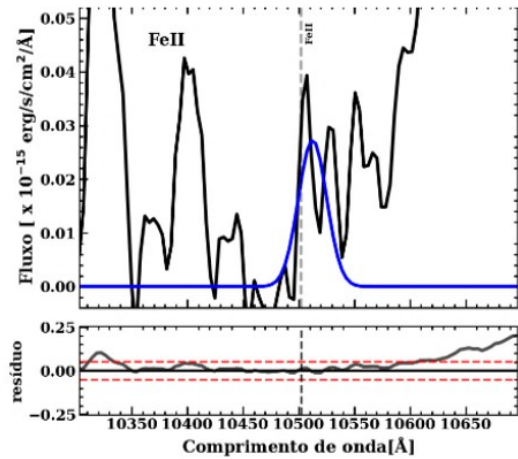
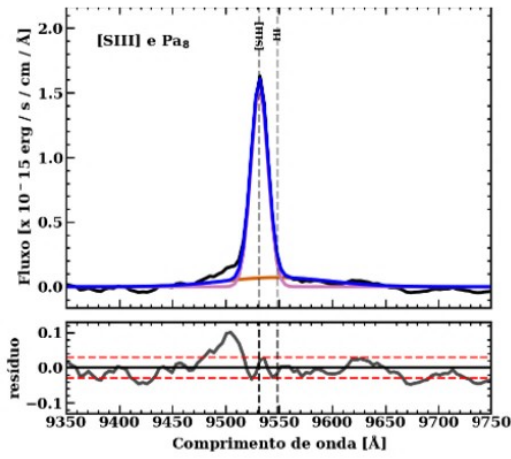
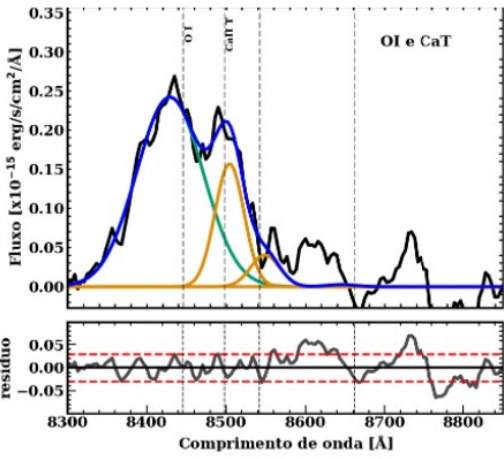
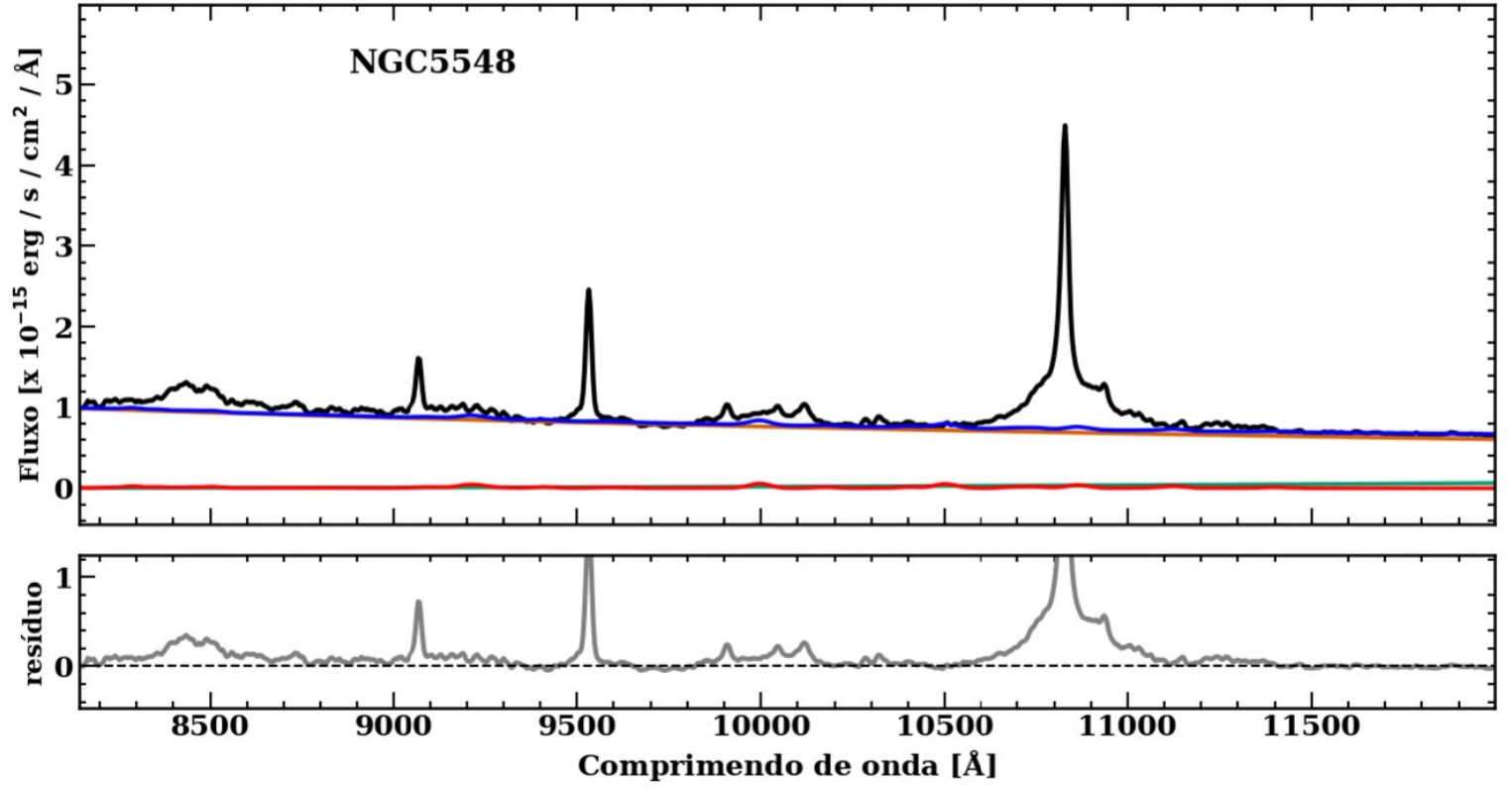


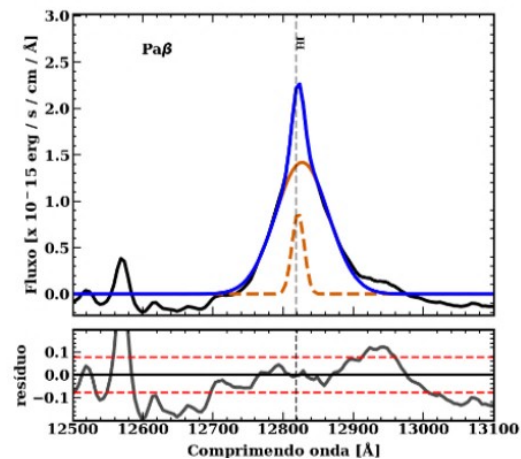
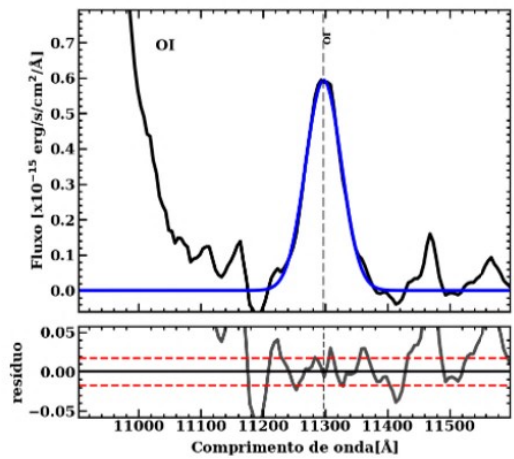
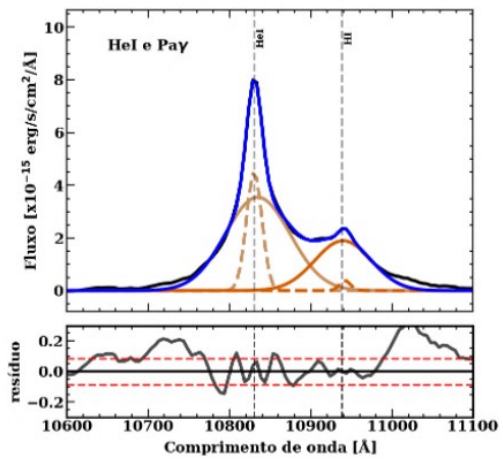
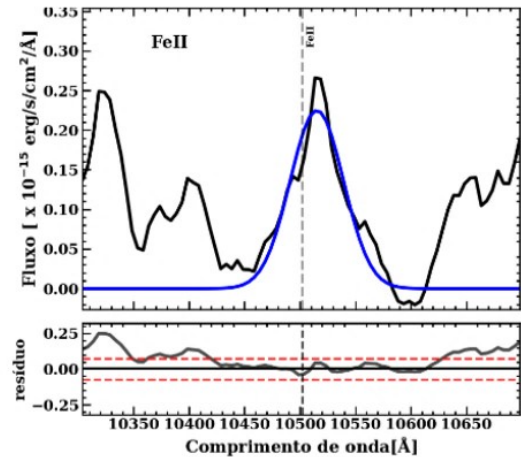
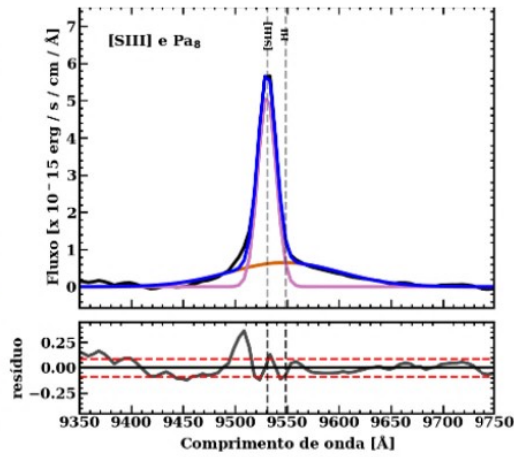
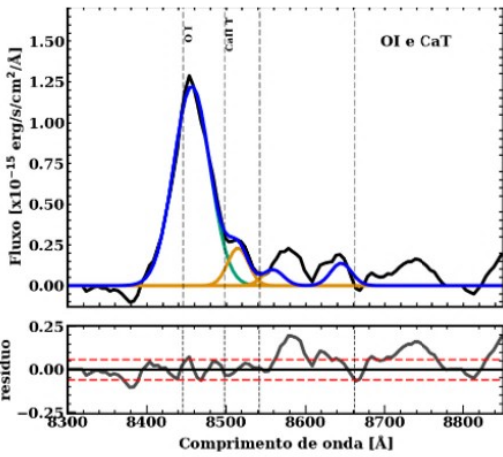
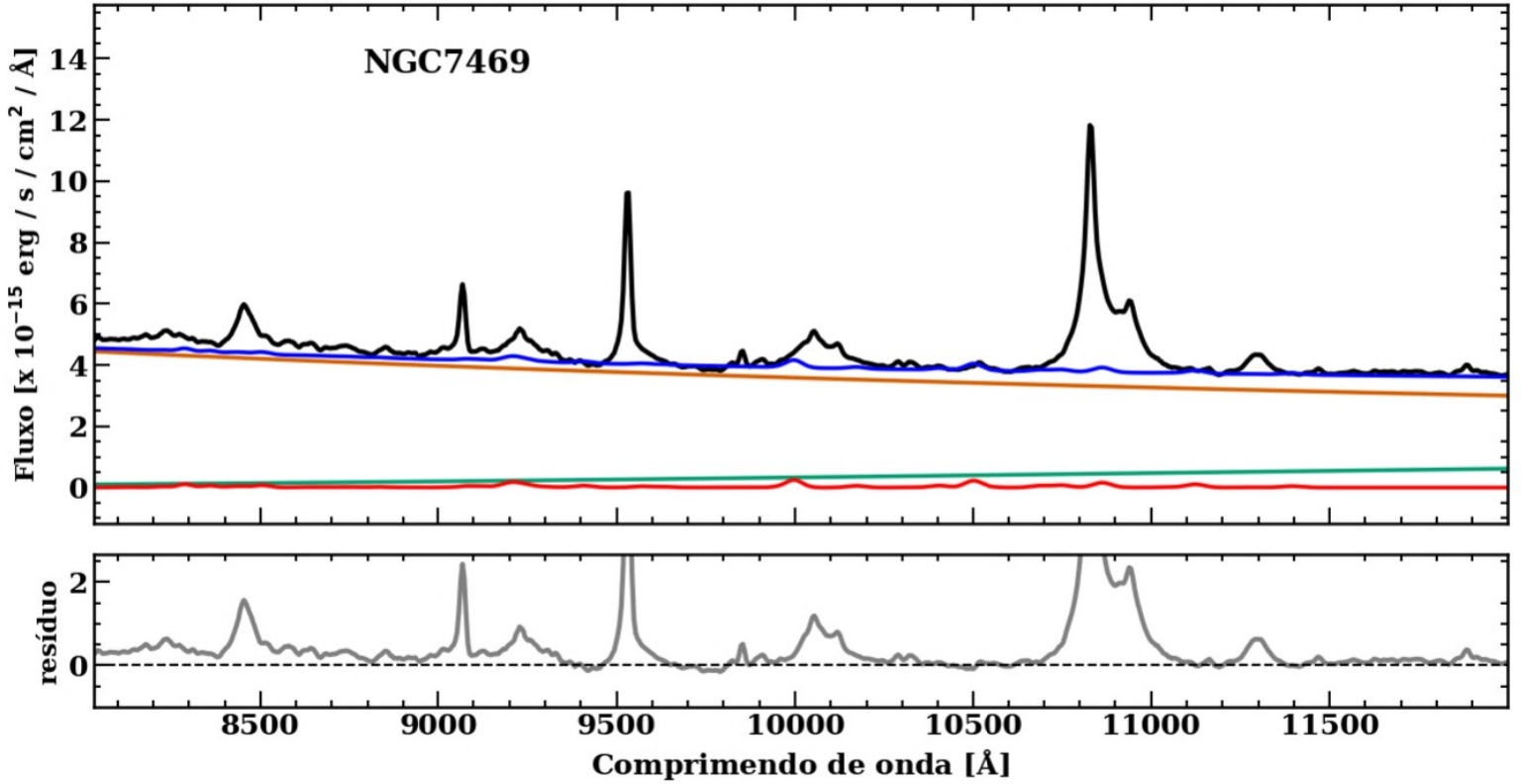












PUBLICAÇÕES TÉCNICO-CIENTÍFICAS EDITADAS PELO INPE

Teses e Dissertações (TDI)

Teses e Dissertações apresentadas nos Cursos de Pós-Graduação do INPE.

Manuais Técnicos (MAN)

São publicações de caráter técnico que incluem normas, procedimentos, instruções e orientações.

Notas Técnico-Científicas (NTC)

Incluem resultados preliminares de pesquisa, descrição de equipamentos, descrição e ou documentação de programas de computador, descrição de sistemas e experimentos, apresentação de testes, dados, atlas, e documentação de projetos de engenharia.

Relatórios de Pesquisa (RPQ)

Reportam resultados ou progressos de pesquisas tanto de natureza técnica quanto científica, cujo nível seja compatível com o de uma publicação em periódico nacional ou internacional.

Propostas e Relatórios de Projetos (PRP)

São propostas de projetos técnico-científicos e relatórios de acompanhamento de projetos, atividades e convênios.

Publicações Didáticas (PUD)

Incluem apostilas, notas de aula e manuais didáticos.

Publicações Seriadas

São os seriados técnico-científicos: boletins, periódicos, anuários e anais de eventos (simpósios e congressos). Contam destas publicações o Internacional Standard Serial Number (ISSN), que é um código único e definitivo para identificação de títulos de seriados.

Programas de Computador (PDC)

São a seqüência de instruções ou códigos, expressos em uma linguagem de programação compilada ou interpretada, a ser executada por um computador para alcançar um determinado objetivo. Aceitam-se tanto programas fonte quanto os executáveis.

Pré-publicações (PRE)

Todos os artigos publicados em periódicos, anais e como capítulos de livros.