

UNIVERSIDADE FEDERAL DE ITAJUBÁ
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

**Escoamentos de gás em núcleos ativos de galáxias
caracterizados através de linhas de alta ionização**

Fábio Pinto de Vasconcellos Rodrigues

ITAJUBÁ, 28 DE ABRIL DE 2017

UNIVERSIDADE FEDERAL DE ITAJUBÁ
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

Escoamentos de gás em núcleos ativos de galáxias caracterizados através de linhas de alta ionização

Fábio Pinto de Vasconcellos Rodrigues

Orientador: Prof. Dr. Alberto Rodríguez Ardila

Dissertação submetida ao Programa de Pós-Graduação em Física como parte dos
requisitos para obtenção do Título de Mestre em Ciências em Física

ITAJUBÁ – MG

28 DE ABRIL DE 2017

UNIVERSIDADE FEDERAL DE ITAJUBÁ
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

Escoamentos de gás em núcleos ativos de galáxias caracterizados através de linhas de alta ionização

Fábio Pinto de Vasconcellos Rodrigues

Dissertação aprovada por banca examinadora em
09 de março de 2017, conferindo ao autor o título
de **Mestre em Ciências em Física**.

Banca Examinadora:

Prof. Dr. Alberto Rodríguez Ardila (Orientador)

Prof^ª. Dr^ª. Lucimara Pires Martins

Prof. Dr. Hektor Sthenos Alves Monteiro

ITAJUBÁ – MG

28 DE ABRIL DE 2017

Dedico este trabalho à minha muito amada esposa, Rafaela, que com carinho, amor e esperança divide comigo todos os nossos sonhos. Este é só mais um capítulo, mais uma etapa de minha vida, que quero dedicar toda ao amor de minha vida!

Dedico também aos meus pais, em retribuição a todo suporte e amor que sempre me dedicaram. Eu vos amo!

Agradecimentos

- Agradeço em primeiro lugar a Deus, pela existência e todas as experiências e oportunidades da vida.
- Agradeço a Rafaela, minha esposa, por estar sempre ao meu lado, em tudo me apoiar, sonhar comigo, inspirar-me forças, ajudar-me a crescer e ter feito tudo isto sempre com muito amor e paciência. Eu te amo muito, minha amadíssima Rafaela! Meu maior projeto é ser felicidade em sua vida!
- Agradeço ao meu pai e minha mãe, pela minha criação e educação, pelo amor, dedicação e suporte, pela paciência e toda ajuda que sempre prestaram para que eu realizasse meus sonhos. Vos amo profundamente!
- Agradeço aos meus irmãos, pelo exemplo, companheirismo, amor e torcida. Amo vocês!
- Agradeço ao professor Alberto Ardila, pela orientação deste trabalho, por todo o conhecimento compartilhado, dedicação e pela paciência.
- Agradeço a toda equipe do LNA, pela boa convivência, pelo espaço cedido e toda ajuda que prestaram.
- Agradeço aos amigos que torceram por mim, incentivaram-me e de alguma forma me ajudaram nesse percurso.
- Agradeço a CAPES, pela bolsa de estudos concedida de março de 2014 a abril de 2016.

“Ela é mais bela que o sol,
supera todas as constelações:
comparada à luz do dia, sai ganhando,
pois a luz cede lugar à noite,
ao passo que sobre a Sabedoria não prevalece o mal” .
(Sb 7, 29-30)

Resumo

Este estudo situa-se no contexto de núcleos ativos de galáxias (AGNs). Na tentativa de compreender os mecanismos físicos que levam à atividade nuclear é importante estabelecer vínculos entre a evolução do AGN e sua galáxia hospedeira. Entender os processos de escoamentos de matéria do núcleo em direção às regiões mais externas da galáxia ou da galáxia em direção ao núcleo é um passo fundamental. A análise da linha de [O III] nesses objetos tem sido amplamente utilizada, mas a essa linha se impõem algumas restrições. Neste trabalho investiga-se a hipótese de se utilizar linhas coronais (CLs) como [Fe VII] $\lambda 6086.6$ e [Ne V] $\lambda 3425.5$ para identificar e caracterizar escoamentos em AGNs. São analisados os espectros de uma amostra de 15 AGNs próximos ($z < 0.03$), sendo 7 do tipo Seyfert 1 e 8 do tipo Seyfert 2. Os objetos foram observados com espectrógrafo Goodman do telescópio SOAR, com resolução superior àquela obtida com dados SDSS ($R = 3500$) e excelente razão S/R (> 50). Com o código pPXF (*penalized Pixel Fitting*) foram feitos ajustes às linhas em emissão e elas foram parametrizadas por polinômios de Gauss-Hermite. Através dos dados assim obtidos foram analisadas a cinemática do gás e as razões de fluxos destas linhas. Entre os resultados, encontrou-se que as linhas coronais citadas sempre mostram valores indicadores de escoamentos mais claros que a própria linha de [O III]. Este resultado é mais claro nas Seyfert 1, indicando que as medidas são afetadas por efeitos de orientação. Por outro lado, concluiu-se que as razões de fluxo não são modificadas por esses efeitos, de tal forma que encontramos razões semelhantes para os dois tipos de Seyfert. Comparamos os resultados de nossa amostra com aqueles encontrados na literatura para as CLiFs (*Coronal Line Forest AGNs*), e nota-se que estas apresentam um maior fluxo para as CLs de ferro. De forma geral, conclui-se também que as linhas coronais de [Fe VII] $\lambda 6086.6$ e [Ne V] $\lambda 3425.5$ podem ser utilizadas em substituição da linha de [O III] $\lambda 5007$ como indicadoras da presença de escoamentos.

Palavras-chave Linhas coronais; Escoamentos; AGNs.

Abstract

The underlying subject of this work is active galactic nuclei (AGNs) and the mechanisms that lead to the presence of inflows and outflows of matter relative to the nucleus. In order to better understand these mechanisms we need to establish constraints on evolution of both AGN and its host galaxy. The [O III] $\lambda 5007$ line has been commonly used to determine the presence of massive mass motions, but it shows some restrictions. This work tests the hypothesis that coronal lines (CLs), such as [Fe VII] $\lambda 6086.6$ and [Ne V] $\lambda 3425.5$, can be used in this intention. A sample of 15 nearby AGNs ($z < 0.03$) had their spectra analyzed. The sample was composed by 7 Seyfert 1 and 8 Seyfert 2. They were observed using the Goodman spectrograph attached to the 4.1m SOAR telescope, allowing a spectral resolution, R , superior to SDSS ($R = 3500$) and an excellent S/N (> 50). Through the use of the pPXF method we fit the gaseous component, and the emission lines were characterized by Gauss-Hermite function parameters. Kinematics of this gaseous component and emission line flux ratios were analyzed. We found intrinsic differences in kinematic parameters between type 1 and type 2 objects, attributed mostly to orientation effects. Besides, CLs always point to outflows, with indicator parameters even better than those of [O III] line. On the other hand, these orientation effects do not cause flux ratios to be different from one AGN type to another. We have compared our results to those in literature for the CLiFs (Coronal Line Forest AGNs) and we noticed that the iron flux ratios were higher in these objects. We also concluded that in certain circumstances [Fe VII] $\lambda 6086.6$ and [Ne V] $\lambda 3425.5$ coronal lines may be used as surrogates of [O III] $\lambda 5007$ line as even stronger outflow indicators.

Keywords Coronal Lines; Outflows; AGNs.

Conteúdo

Agradecimentos	ii
Resumo	iv
Abstract	v
Índice	vi
Lista de Figuras	viii
Lista de Tabelas	xii
1 Introdução	1
1.1 Astrofísica extragaláctica: síntese histórica	1
1.2 Núcleos ativos de galáxias	2
1.3 Galáxias Seyfert	7
1.4 O modelo unificado	8
1.5 A coevolução da galáxia hospedeira e do SMBH	11
1.6 Análise de linhas coronais e o fenômeno dos escoamentos	12
1.7 Objetivos	13
2 Observações, redução de dados e amostra	15
2.1 Observações	15
2.2 Redução de dados	15
2.3 Amostra e espectros após a redução de dados	20
2.3.1 1H1934-063A	20
2.3.2 Circinus	21
2.3.3 MCG -5-13-17	22

2.3.4	MCG -6-30-15	22
2.3.5	MRK 573	22
2.3.6	MRK 1210	23
2.3.7	MRK 1239	23
2.3.8	MRK 1310	29
2.3.9	NGC 424	29
2.3.10	NGC 1320	29
2.3.11	NGC 3081	30
2.3.12	NGC 3783	30
2.3.13	NGC 4507	31
2.3.14	NGC 7469	31
2.3.15	NGC 7674	31
3	Metodologia e Resultados	33
3.1	Análise de linhas coronais	33
3.2	Criação de um template de Fe II	37
3.3	Utilização da rotina pPXF para ajuste dos perfis das linhas em emissão	42
3.4	Resultados	52
4	Cinemática do gás emissor	69
4.1	Relações entre a velocidade de dispersão e as propriedades dos perfis de linhas.	71
4.2	Relações entre σ e os momentos h_3 e h_4	80
4.3	Discussão.	86
5	Razões de fluxos das linhas em emissão	96
5.1	Razões de fluxo em função da extinção.	96
5.2	Razões de fluxo entre linhas de alta, média e baixa ionização.	100
	Conclusões	105
6	Conclusões e perspectivas futuras	105

Lista de Figuras

1.1	Espectro de diversos tipos de AGNs e uma galáxia normal	5
1.2	Esquematisação do modelo unificado de AGNs	9
2.1	Espectros reduzidos, com destaque para regiões de linhas coronais	24
2.2	Espectros reduzidos, com destaque para regiões de linhas coronais (continuação)	25
2.3	Espectros reduzidos, com destaque para regiões de linhas coronais (continuação)	26
2.4	Espectros reduzidos, com destaque para regiões de linhas coronais (continuação)	27
2.5	Espectros reduzidos, com destaque para regiões de linhas coronais (continuação)	28
3.1	Perfis de linhas gerados por diferentes potenciais com os ajustes realizados com função gaussiana e com a adição dos momentos h_3 e h_4	34
3.2	Desvios ao perfil gaussiano causados pelos momentos h_3 e h_4	35
3.3	Comparação entre perfis descritos pela função gaussiana e por séries de Gauss-Hermite	36
3.4	Ajustes ao espectro de I Zw 1 para criação do template de Fe II	39
3.5	Ajustes ao espectro de I Zw 1 para criação do template de Fe II (continuação)	40
3.6	Ajustes ao espectro de I Zw 1 para criação do template de Fe II (continuação)	41
3.7	Ajuste ao espectro de objetos da amostra com o pPXF	46
3.8	O mesmo que a figura 3.7 (continuação)	47
3.9	O mesmo que a figura 3.7 (continuação)	48
3.10	O mesmo que a figura 3.7 (continuação)	49
3.11	O mesmo que a figura 3.7 (continuação)	50

3.12	Ajustes ao perfil de cada linha, realizado pelo pPXF, para o objeto 1H 1934-063	53
4.1	Comparação entre o σ estelar e o σ das linhas em emissão	71
4.2	Relação σ vs ΔV das linhas em emissão para as Seyfert 1	73
4.3	Relação σ vs ΔV das linhas em emissão para as Seyfert 2.	74
4.4	ΔV das linhas em emissão e os respectivos σ	75
4.5	Correlação σ vs PI para as galáxias Seyfert 1	76
4.6	Correlação σ vs PI para as galáxias Seyfert 2	77
4.7	A dispersão de velocidade (σ) vs PI para o conjunto de galáxias Seyfert 1 e Seyfert 2	78
4.8	Desvios de velocidade (ΔV) em função do PI e da densidade crítica de cada linha, para as Seyfert 1s.	79
4.9	Desvios de velocidade (ΔV) em função do PI e da densidade crítica de cada linha, para as Seyfert 2s.	80
4.10	Comportamento do <i>momentum</i> h_3 em relação ao σ ajustado para as linhas em emissão dos AGNs do tipo Seyfert 1	81
4.11	Comportamento de h_3 em relação ao σ ajustado para as linhas em emissão dos AGNs do tipo Seyfert 2	82
4.12	O parâmetro h_3 ajustado para as linhas em emissão	83
4.13	O parâmetro h_4 ajustado para as linhas em emissão	83
4.14	Comportamento de h_4 em relação ao σ ajustado para as linhas em emissão dos AGNs do tipo Seyfert 1	84
4.15	Comportamento de h_4 em relação ao σ ajustado para as linhas em emissão dos AGNs do tipo Seyfert 2	85
4.16	O parâmetro h_3 da linha de [O I] λ 6300.3 em função do mesmo parâmetro de diversas linhas em emissão	87
4.17	O parâmetro h_3 da linha de [Fe VII] λ 6086.6 em função do mesmo parâmetro de diversas linhas em emissão	88
4.18	O parâmetro h_4 da linha de [O I] λ 6300.3 em função do mesmo parâmetro de diversas linhas em emissão	89
4.19	O parâmetro h_4 da linha de [Fe VII] λ 6086.6 em função do mesmo parâmetro de diversas linhas em emissão.	90

4.20	A relação entre o σ de [Fe VII] λ 6086.6 e o σ de outras linhas estudadas. . .	91
4.21	Comparação entre os perfis de linhas de baixa, média e alta ionização para MRK 573. Fisher et al. (2010, 2016) apresentam resultados independentes que confirmam a presença de <i>outflows</i> nucleares nesse objeto.	93
4.22	Comparação entre os perfis de linhas de baixa, média e alta ionização para NGC 3081. Em Schnörr-Müller et al. (2016) são apresentados resultados independentes que confirmam a presença de <i>outflows</i> nucleares nesse objeto.	94
4.23	Comparação entre os perfis de linhas de baixa, média e alta ionização para NGC 4507. Tombesi et al. (2010) apresentam resultados independentes que confirmam a presença de <i>outflows</i> nucleares nesse objeto.	95
4.24	Comparação entre os perfis de linhas de baixa, média e alta ionização para NGC 7674. Tombesi et al. (2010) apresentam resultados independentes que confirmam a presença de <i>outflows</i> nucleares nesse objeto.	95
5.1	Razões de fluxo de [Fe VII] λ 6087 / $H\beta$ vs E(B-V). Os pontos azuis representam as Seyfert 1s e os vermelhos as Seyfert 2s. O ponto verde representa a CLiF NGC 424, e a faixa verde representa a localização das CLiFs estudadas por Rose et al. (2015).	97
5.2	Razões de fluxo de [Fe VII] λ 3759 / [Fe VII] λ 6087 vs E(B-V). Os pontos azuis representam as Seyfert 1s e os vermelhos as Seyfert 2s. O ponto verde representa a CLiF NGC 424, e a faixa verde representa a localização das CLiFs estudadas por Rose et al. (2015).	98
5.3	Razões de fluxo de [Fe VII] λ 6087 / [Ne V] λ 3425 vs E(B-V). Os pontos azuis representam as Seyfert 1s e os vermelhos as Seyfert 2s. O ponto verde representa a CLiF NGC 424, e a faixa verde representa a localização das CLiFs segundo Rose et al. (2015).	99
5.4	Razões de fluxo de [Fe VII] λ 3759 / [Fe VII] λ 6087 vs [Fe VII] λ 5721 / [Fe VII] λ 6087. Os pontos azuis representam as Seyfert 1s e os vermelhos as Seyfert 2s. O ponto verde representa a CLiF NGC 424, e a faixa verde representa a localização das CLiFs estudadas por Rose et al. (2015).	101

5.5	Razões de fluxo de [Ne V] $\lambda 3425$ / $H\beta$ vs [Fe X] $\lambda 6375$ / $H\beta$. Os pontos azuis representam as Seyfert 1s e os vermelhos as Seyfert 2s. O ponto verde representa a CLiF NGC 424, e a faixa verde representa a localização das CLiFs segundo Rose et al. (2015).	102
5.6	Razões de fluxo de [Ne V] $\lambda 3425$ / [Ne III] $\lambda 3869$ vs [Fe X] $\lambda 6375$ / [Fe VII] $\lambda 6087$. Os pontos azuis representam as Seyfert 1s e os vermelhos as Seyfert 2s. As linhas pontilhadas verdes delimitam o espaço onde se localizam as CLiFs segundo Rose et al. (2015) para as razões de fluxo das linhas de ferro.	103
5.7	Razões de fluxo de [Fe VII] $\lambda 6087$ / $H\beta$ vs [O III] $\lambda 5007$ / $H\beta$. Os pontos azuis representam as Seyfert 1s e os vermelhos as Seyfert 2s. O ponto verde representa a CLiF NGC 424.	104
6.1	Ajustes ao perfil de cada linha, realizado pelo pPXF, para o objeto 1H 1934-063	122
6.2	O mesmo que a figura 6.1 , para Circinus	123
6.3	O mesmo que a figura 6.1, para MCG -5-13-17.	124
6.4	O mesmo que a figura 6.1, para MCG -6-3-15.	125
6.5	O mesmo que a figura 6.1, para MRK 573.	126
6.6	O mesmo que a figura 6.1, para MRK 1210.	127
6.7	O mesmo que a figura 6.1, para MRK 1239.	128
6.8	O mesmo que a figura 6.1, para MRK 1310.	129
6.9	O mesmo que a figura 6.1, para NGC 424.	130
6.10	O mesmo que a figura 6.1, para NGC 1320.	131
6.11	O mesmo que a figura 6.1, para NGC 3081.	132
6.12	O mesmo que a figura 6.1, para NGC 3783.	133
6.13	O mesmo que a figura 6.1, para NGC 4507.	134
6.14	O mesmo que a figura 6.1, para NGC 7469.	135
6.15	O mesmo que a figura 6.1, para NGC 7674.	136

Lista de Tabelas

2.1	Esta tabela traz a amostra e algumas informações	16
2.2	Dados das observações	19
2.3	Continuação da tabela 2.2	20
2.4	Objetos observados e extinção galáctica e intrínseca	21
3.1	Linhas utilizadas na análise	52
3.2	Parâmetros de cada linha ajustada fornecidos pelo código executado, para 1H 1934-063	54
3.3	O mesmo que a tabela 3.2, para Circinus.	55
3.4	O mesmo que a tabela 3.2, para MCG -5-13-17.	56
3.5	O mesmo que a tabela 3.2, para MCG -6-3-15	57
3.6	O mesmo que a tabela 3.2, para MRK 573	58
3.7	O mesmo que a tabela 3.2, para MRK 1210	59
3.8	O mesmo que a tabela 3.2, para MRK 1239	60
3.9	O mesmo que a tabela 3.2, para MRK 1310	61
3.10	O mesmo que a tabela 3.2, para NGC 424	62
3.11	O mesmo que a tabela 3.2, para NGC 1320	63
3.12	O mesmo que a tabela 3.2, para NGC 3081	64
3.13	O mesmo que a tabela 3.2, para NGC 3783	65
3.14	O mesmo que a tabela 3.2, para NGC 4507	66
3.15	O mesmo que a tabela 3.2, para NGC 7469	67
3.16	O mesmo que a tabela 3.2, para NGC 7674	68

Capítulo 1

Introdução

1.1 Astrofísica extragaláctica: síntese histórica

Este trabalho de dissertação situa-se no campo da astrofísica extragaláctica, área da ciência que teve grande propulsão a partir do início do século XX. Questões sobre a origem, a estrutura e a composição do universo acompanharam a humanidade desde a antiguidade, quando filósofos já faziam diversas proposições a respeito desses questionamentos, muitas vezes, unidas a explicações mítico-religiosas. Com o desenvolvimento do método científico, aliado ao desenvolvimento dos telescópios, foram propostas novas respostas e novas indagações relacionadas ao tema. Manchas no céu, como a Via Láctea, foram resolvidas no telescópio, apresentando-se como um grande número de estrelas. Mas, enquanto estrelas apareciam como fontes pontuais de luz, imagens de objetos difusos foram avistados. Estes objetos ganharam o nome genérico de nebulosas e cresceu o interesse no estudo tais objetos.

Ainda no século XVIII, Messier (1781) publicou um catálogo contendo nebulosas. E Dreyer (1888) compôs o *New General Catalog* (NGC) com as nebulosas conhecidas até então. Mas a natureza extragaláctica de algumas dessas nebulosas não foi descoberta até o início do século XX, muito embora filósofos como Thomas Wright (1711-1786) e Immanuel Kant (1724-1804) já houvessem feito proposições inovadoras. O primeiro propôs que a Via Láctea fosse um sistema achatado com muitas estrelas (Wright, 1750). O segundo sugeriu a ideia de que a Via Láctea fosse apenas um entre muitos universos-ilha (Kant, 1755).

À medida que a natureza das nebulosas tornara-se um assunto cada vez mais debatido, mais estudos foram feitos no sentido de se conhecer sua exata natureza. Nesta seara foram publicados importantes estudos como os artigos de Fath (1909a,1909b,1913) sobre o

espectro de algumas nebulosas espirais e aglomerados globulares de estrelas. Nas primeiras décadas do século XX, as nebulosas vinham sendo divididas em dois grupos: as de linhas claras e as de linhas escuras. As nebulosas planetárias estavam no primeiro grupo e as espirais eram pertencentes ao segundo grupo (Slipher, 1915). Slipher decidiu dar atenção às velocidades radiais que poderiam ser atribuídas às nebulosas que havia observado, comparando-as com aquelas encontradas em trabalhos relativos às velocidade estelares. Ele concluiu em seu trabalho que a velocidade das nebulosas espirais é por volta de 25 vezes maior que a média das velocidades estelares e que elas estariam vagando para fora da Via Láctea (Slipher, 1915). Este resultado foi de grande importância para “O Grande Debate”, que continha duas proposições: a primeira, defendida por Heber D. Curtis, de que as nebulosas espirais seriam objetos externos à Via Láctea; a segunda, tendo Harlow Shapley por representante, de que elas estariam dentro de nossa galáxia tal como as outras nebulosas (Trimble, 1995).

O ponto decisivo para o grande debate foi a publicação de Edwin Hubble sobre cefeidas em nebulosas espirais. No estudo apresentado ele utilizou estrelas variáveis cefeidas para estimar as distâncias das nebulosas M31 e M33 em cerca de 285 kpc (Hubble, 1925). Isto deixava os objetos claramente fora da Via Láctea, mesmo considerando as maiores dimensões previstas até então. Com esses dados, então percebeu-se que a Via Láctea seria somente um entre muitos sistemas de estrelas no universo. Assim, podemos considerar que a astrofísica extragaláctica tem seu início naquelas primeiras décadas do século XX, sobretudo após a publicação do trabalho de Hubble em 1925.

1.2 Núcleos ativos de galáxias

Uma vez conhecida a natureza extragaláctica das nebulosas, grandes esforços tem sido então realizados para se conhecer cada vez melhor a natureza dessas galáxias, bem como sua origem e evolução. Realizando estudos de espectroscopia, Carl Seyfert apontou para o fato de que havia uma classe de galáxias que apresentavam características bem específicas. A primeira delas era o fato de que seu núcleo era extremamente brilhante, contendo uma grande porcentagem do total da luz emitida por todo o sistema (Seyfert, 1943). Estas galáxias, posteriormente denominadas de “Seyfert”, apresentavam também linhas em emissão à semelhança daquelas presentes em nebulosas planetárias, como já havia sido notado em estudos anteriores (Fath, 1909; Slipher, 1915). Estas linhas, porém, apresentavam perfis

cuja largura total à meia altura (FWHM - *full width at half maximum*) indicava velocidades de até 8500 km s^{-1} (Seyfert, 1943). Woltjer (1959) apontou o fato de que o núcleo não podia ser resolvido, e portanto deveria ter um tamanho menor que 100 parsecs, onde estaria confinada uma massa de cerca de 10^9 massas solares. Notou ainda, com base em uma estatística simples, que o fenômeno gerador dessa emissão nuclear deveria ter duração de mais de 10^8 anos.

Por outro lado, desde o fim da Segunda Guerra Mundial, houve grande interesse em pesquisas com ondas rádio. Na radioastronomia foram notáveis os esforços em identificar fontes rádio, tendo sido criados vários mapas do céu como os 3C, 3CR e 4C de Cambridge, o PKS de Parkes, o AO de Arecibo e o mapa de Ohio. Segundo Shields (1999), ainda em 1961 era dito a respeito de muitos desses objetos que eram remotas as chances de serem galáxias distantes. A compreensão geral a respeito desses objetos que pareciam pontuais no ótico, explica ele citando outro trabalho (Matthews et. al, 1961), era de que se tratavam de estrelas próximas com propriedades muito peculiares. Mas o estudo espectroscópico na região do ótico desses objetos apontava que não poderiam ser estrelas. Surgiu aí a denominação de objetos quase-estelares (ou, do inglês *QSOs - Quasi Stellar Objects*). Mais tarde, muitas fontes rádio foram identificadas como galáxias já resolvidas até então, e aquelas com maior intensidade em rádio foram chamadas quasares (do inglês *quasars* ou *QSRs - Quasi stellar radio sources*).

Por praticamente qualquer critério adotado, as propriedades derivadas de observações na região espectral do ótico, do ultravioleta ou dos raios-X dos quasares e das galáxias Seyfert se aproximam consideravelmente. Weedman (1976) notou que parte da diferença, até então estabelecida entre um e outro tipo de objeto, estava no fato de que os primeiros exemplares eram casos extremos destes. Ele concluiu que os QSOs são galáxias Seyfert do tipo 1, a distâncias maiores comparadas com estas últimas. Desta forma foi se estabelecendo que tais objetos eram pertencentes a uma mesma classe de objetos astronômicos. A característica principal destes objetos estava na presença de um núcleo massivo, com fenômenos altamente energéticos, com luminosidade bolométrica da ordem de $10^{44} \text{ erg s}^{-1}$, de onde foi sugerido o nome de núcleos ativos de galáxias (AGNs, do inglês - *Active Galactic Nuclei*). Com a evolução dos estudos dos AGNs, esta classe de objetos cresceu em sua taxonomia. AGNs é hoje um nome genérico de uma classe que abriga diversos objetos dos tipos: Seyfert, QSOs, QSRs, blazares, liners, galáxias rádio, objetos BL Lac, OVV, NLXG, FRI e FR II.

São chamadas portanto de galáxias ativas aquelas galáxias hospedeiras de um AGN. E pelo termo AGN nos referimos a fenômenos altamente energéticos no núcleo, ou região central da galáxia hospedeira, que não podem ser clara e diretamente atribuídos a origem estelar. Núcleos ativos de galáxias (AGNs) são objetos que emitem radiação proveniente sobretudo do acréscimo de matéria por um buraco negro supermassivo no centro da galáxia hospedeira. A seguir são listadas uma série de características típicas de AGNs, muito embora tais características não necessariamente estão presentes em todo AGN (Clegg & Williams, 2005):

- Possuem núcleo brilhante de aparência estelar. Em exposições rápidas geralmente apenas o núcleo é aparente. Em exposições longas o núcleo satura a imagem e o restante da galáxia pode aparecer. Nos quasares, no entanto, devido às grandes distâncias envolvidas, mesmo em exposições longas apenas um núcleo de aparência pontual é visível;
- Possuem uma distribuição espectral de energia (SED do inglês, *Spectral Energy Distribution*) que cobre 14 décadas de frequência, desde o rádio até raios-gamma;
- Possuem um excesso em emissão no azul, com presença de linhas em emissão desde o rádio até os raios-X;
- Sua SED pode ser geralmente descrita por uma lei de potência, ou uma combinação delas;
- Presença de duas regiões do espectro com excesso de emissão contínua (conhecidas como *bumps*) em comparação com galáxias normais, uma entre o ótico e o ultravioleta (UV) e outra na região dos raios-X;
- Fortes linhas em emissão que não podem ser atribuídas a estrelas, e que chegam a ter larguras a metade da intensidade (FWHM) da ordem de 10000 km s^{-1} ;
- Os AGNs que são fontes rádios podem apresentar dois lóbulos rádio simétricos em torno da galáxia, a distâncias que variam desde 0,1 kpc até 1 Mpc;
- Estes últimos AGNs podem apresentar jatos relativísticos ejetando matéria em direção aos lóbulos;
- Podem apresentar grande variabilidade na luminosidade em certas faixas do espectro;

- O núcleo emissor deve estar contido em um raio da ordem de 1 pc;
- Luminosidade do núcleo com valores de 10^{44} erg s⁻¹ a 10^{47} erg s⁻¹.

A seguir (Figura 1.1) são mostrados alguns espectros representando várias classes de AGNs, onde se pode perceber certas diferenças: presença ou ausência de linhas largas ou estreitas; espectros azulados; ou contínuos de alta intensidade. Por comparação é apresentado o espectro de uma galáxia normal, isto é, sem a presença de um AGN.

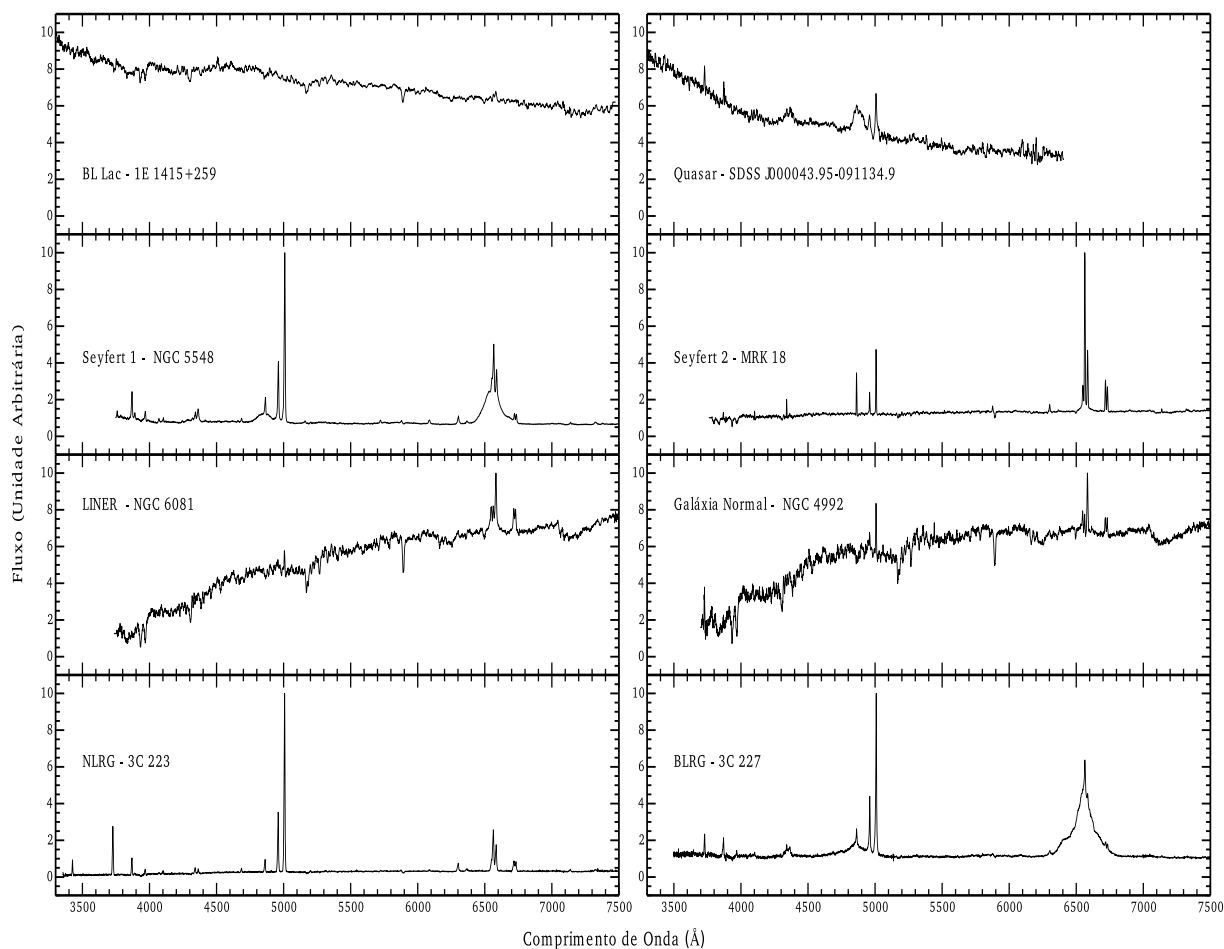


Figura 1.1: Espectro de diversos tipos de AGNs e uma galáxia normal

Hoje fala-se em quasares ou QSOs de forma mais genérica, de modo que nesta denominação estão incluídos os objetos que antes eram divididos nesses dois grupos. A classe dos quasares é a que abriga os AGNs mais luminosos, dentre os quais de 5% a 10% são fontes rádio. Schmidt (1969) traça um perfil dos quasares e destaca algumas propriedades: são objetos que na aparência lembram fontes estelares pontuais, mas são identificados como fontes rádio; possuem o fluxo do contínuo variável com o tempo; fluxo intenso no ultravioleta; linhas largas em emissão; e grandes *redshifts*. Peterson (1997) ainda destaca que

há duas maiores distinções entre os espectros dos QSOs e das galáxias Seyferts: a primeira é que traços de absorções estelares são muito fracos em quasares, isto quando conseguem ser identificados; e a segunda é que as linhas estreitas são mais fracas relativamente às linhas largas comparando-as com aqueles presentes nas galáxias Seyferts.

As rádio galáxias são, como o próprio nome diz, galáxias com forte emissão rádio. Elas também dividem-se em dois grupos: as galáxias rádio de linhas largas (BLRGs - do inglês *broad line radio galaxies*) e as de linhas estreitas (NLRGs - do inglês *narrow line radio galaxies*). Essas duas classificações ocorrem por motivo análogo ao que acontece nas Seyferts 1 e 2 respectivamente (Osterbrock, 1989). De fato, as galáxias rádio são equivalentes espectroscópicas das galáxias Seyferts mas com forte emissão rádio. Ao contrário destas últimas, que ocorrem em galáxias espirais, as primeiras ocorrem em galáxias elípticas (McLure, 1999).

Outra classe de AGNs é a das galáxias com regiões emissoras de linhas nucleares de baixa ionização (LINERs - do inglês *Low-ionization nuclear emission-lines region*). O espectro destes objetos está caracterizado por linhas de baixa ionização intensas. São AGNs de baixa luminosidade que apresentam espectros semelhantes aos das galáxias Seyferts mas com fortes emissões de [O I] $\lambda 6300$ e [N II] $\lambda\lambda 6548, 6583$ (Heckman, 1980).

Um outro subgrupo de AGNs é o dos blazares, que está subdividido em galáxias variáveis óticas violentas (OVVs - do inglês *optically violent variables*) e objetos BL Lac. As primeiras são objetos com fortes emissões rádio, possuem espectro altamente polarizado e o seu contínuo possui grande variabilidade do fluxo em pequenas escalas de tempo. As segundas possuem algumas das características das anteriores, mas se destacam pela ausência de linhas relativamente fortes sejam de emissão ou de absorção. Acredita-se que os blazares possuem componentes relativísticos direcionados aproximadamente na direção de nossa linha de visada (Antonucci, 1993).

Também representantes do grupo das AGNs são as galáxias de linhas estreitas de raios-X (NLXGs - do inglês *narrow lines X-ray galaxies*). Estas, como o próprio nome sugere, apresentam em seu espectro nuclear linhas de alta ionização, estreitas, geradas por fótons provenientes do forte contínuo apresentado na região dos raios-X. No entanto, são também vistas como galáxias Seyferts cujo espectro ótico se encontra altamente avermelhado e extinguido pela poeira da galáxia hospedeira.

Ainda, em se tratando de classificar os AGNs, um esquema foi criado para classificar galáxias rádio emissoras (Fanaroff & Riley, 1974), nos tipos FRI ou FRII. A classificação

entre os dois tipos depende da morfologia descrita conforme sua emissão rádio. As galáxias do tipo FRI tem jatos emanados do núcleo bem definidos e lóbulos cujo brilho superficial decresce em direção às bordas. Aquelas com emissão mais forte, as do tipo FR II, possuem jatos mais tênues e lóbulos brilhantes em sua extremidade (Wold, 2013).

Embora sejam muitos os tipos, ou classificações, de galáxias com núcleos ativos, uma proposição geralmente aceita é a de que esses vários objetos fazem parte de uma única fenomenologia que poderia ser tratada em um único e unificado modelo. Sobre isto é que se trata a seção 1.4.

1.3 Galáxias Seyfert

Descreve-se agora, de forma pormenorizada, as galáxias Seyfert, pois são deste grupo os objetos da amostra do presente trabalho. Como uma primeira característica destes objetos cita-se a presença de fortes linhas em emissão, como notado desde o trabalho de Fath (1909) a respeito da NGC 1068. Podemos citar como linhas comumente presentes nestes objetos as linhas permitidas da série de Balmer e as linhas de He I ou He II; linhas proibidas como as de [O I] $\lambda\lambda$ 6300, 6364 ou [O III] $\lambda\lambda$ 4363, 4959, 5007, [N I] $\lambda\lambda$ 5199, 5202 e [N II] $\lambda\lambda$ 5755, 6548, 6583, [S II] $\lambda\lambda$ 6716, 6731, e ainda [Fe VII] $\lambda\lambda$ 3759, 5160, 5276, 5721, 6087, ou [Fe X] λ 6375 na região do ótico. Linhas de tão alta ionização, como estas de ferro, são indicadoras da presença de fótons de altas energias (> 100 eV) produzidos pela fonte central. Além da presença destas linhas, é de se destacar a sua largura, em geral maior que as das linhas observadas em galáxias sem núcleo ativo e com regiões H II, que apresentam apenas linhas de menor ionização.

Khachikian and Weedman (1974) classificaram as Seyferts em tipo 1 e tipo 2. As galáxias com núcleos ativos tipo 1 apresentam linhas permitidas com asas largas, cuja largura FWHM indica velocidades desde 10^3 km s⁻¹ até a ordem de 10^4 km s⁻¹. Superpostas às linhas largas há um conjunto de linhas mais estreitas tanto permitidas, quanto proibidas. Mesmo dizendo-se linhas estreitas, elas possuem larguras FWHM com valores de cerca de 500 km s⁻¹ até os 1000 km s⁻¹. As linhas proibidas indicam densidades eletrônicas menores ($n_e \approx 10^3$ a 10^6 cm⁻³). A ausência destas linhas com componente larga aponta para gás emissor com uma densidade menor ($n_e < 10^9$ cm⁻³) na região de linhas estreitas. A alta densidade suprimiria colisionalmente as transições geradoras das linhas proibidas. As Seyferts do tipo 2 apresentam, a grosso modo, apenas o conjunto de

linhas estreitas.

Osterbrock (1976, 1981) observa que entre os tipos 1 e 2 de galáxias Seyfert há espaço para objetos intermediários. Por isso ele introduz a notação de Seyferts do tipo 1.2, 1.5, 1.8 e 1.9. Esta notação já não é amplamente usada hoje. Mas a ideia estabelecida por Osterbrock permanece, isto é, que existe um contínuo entre os tipos Seyfert 1 ou 2. A título de exemplo, cita-se que uma Seyfert do tipo 1.9 seria aquela que apresenta uma forte emissão da componente larga de $H\alpha$, mas que não se pode perceber facilmente a componente larga de $H\beta$. Cita-se também as galáxias do tipo Seyfert 1.8 que apresentam linhas largas de $H\alpha$ atenuadas, mas com linhas largas de $H\beta$ também visíveis.

A respeito do contínuo, podemos dizer que as galáxias Seyfert do tipo 2 são marcadas pelo contínuo estelar enquanto que, para as do tipo 1, este contínuo estelar está diluído no *featureless continuum* gerado pelo núcleo. Além das características espectrocópicas citadas, morfologicamente os AGNs tipo Seyfert se destacam por possuir um alto brilho superficial no núcleo, mas ainda possibilitando a percepção do restante da galáxia hospedeira, sendo assim considerados AGNs de baixa luminosidade. Ainda, a maioria ou mesmo todas as Seyferts ocorreriam em galáxias espirais (MacKenty, 1990).

1.4 O modelo unificado

Por “modelo unificado” entende-se um modelo proposto que trata todos os tipos de AGNs citados anteriormente como participantes de uma mesma fenomenologia. Isto é, as diferenças observadas não se devem a diferentes propriedades intrínsecas, mas apenas à orientação relativa entre a fonte central e o observador. Dessa forma, esses AGNs seriam classificados em diferentes grupos, tipo 1 ou tipo 2, devido à forma como se apresentam a um observador aqui na Terra. A orientação do objeto em relação à nossa linha de visada faz com que umas ou outras características sejam reveladas (Figura 1.2).

A energia que alimenta os processos físicos predominantes em um AGN viria do núcleo, mais especificamente do disco de acreção em torno de um buraco negro supermassivo (SMBH - do inglês *supermassive black hole*), ao qual os demais componentes estão ligados gravitacionalmente. Em alguns casos porém, fontes extras de energia, como choques causados por escoamentos de gás, são necessários para se explicar a energia medida, identificada no espectro observado.

A região emissora de linhas largas ou BLR (do inglês *broad line region*) é a região mais

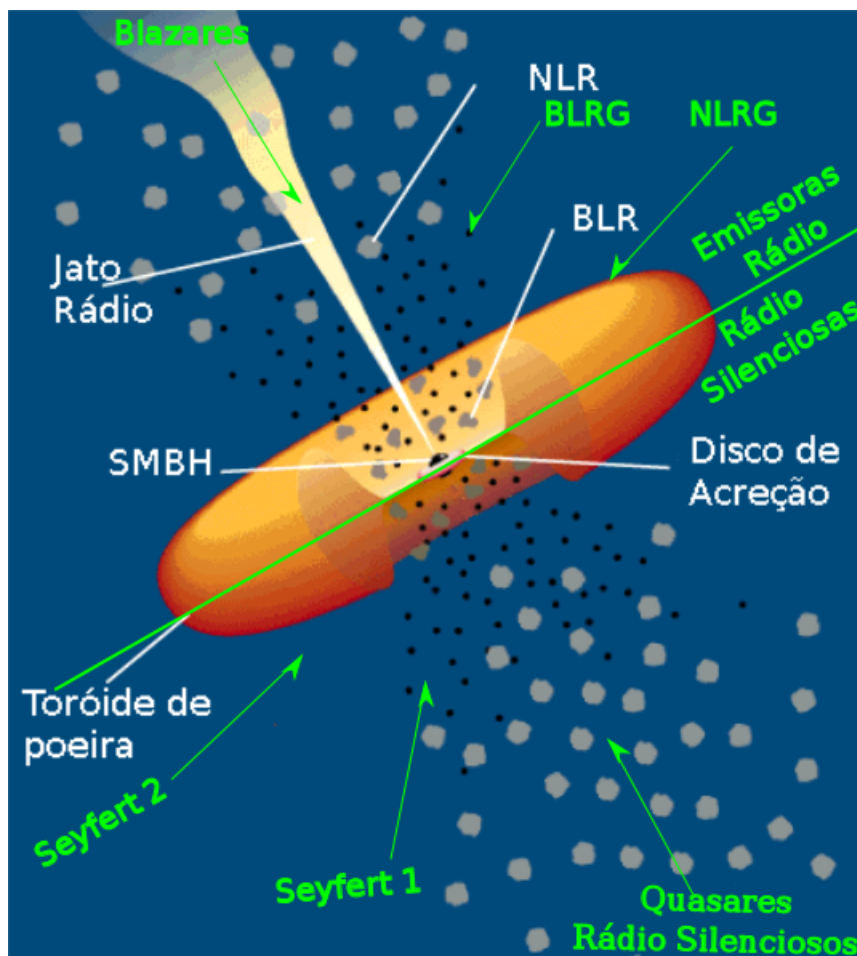


Figura 1.2: Esquemática do modelo unificado de AGNs (Urry & Padovani, 1995)(adaptado). Este esquema pode ser considerado ultrapassado hoje em dia, no entanto, ainda mostra-se interessante como um ponto de partida didático. O toróide não precisa ser interpretado como uma estrutura de poeira compacta e bem formada, ao contrário pode ser formado por um conjunto de nuvens com um alto fator de cobertura, ainda que este possa ser variável.

próxima do SMBH e do disco de acreção. As larguras (FWHM) das linhas variam de 500 km s^{-1} a 10^4 km s^{-1} , com valores típicos de 5000 km s^{-1} , e atingindo valores de cerca de 30000 km s^{-1} em algumas galáxias (Antonucci, 1993; Peterson, 1997). O fato de não apresentar emissões de linhas proibidas indica que estas são suprimidas colisionalmente pelas altas densidades eletrônicas, da ordem de 10^8 a 10^{11} cm^{-3} (Osterbrock, 1989).

A região emissora de linhas estreitas ou NLR (do inglês *narrow line region*) possui emissão de linhas proibidas, indicando que as transições que as geram não estão sendo colisionalmente suprimidas. A este fato estão ligadas as baixas densidades eletrônicas do gás, da ordem de 10^3 a 10^6 cm^{-3} (Osterbrock, 1989). Ela abrange a maior escala espacial onde a radiação ionizante da fonte central ainda domina, sendo a única componente espacialmente resolvida nos AGNs mais próximos. Estando fora do raio de sublimação, é uma região que apresenta poeira. O estudo de sua dinâmica é de grande interesse, pois

pode fornecer dados sobre a forma como o núcleo é alimentado. As larguras (FWHM) das linhas indicam que as nuvens que compõem o gás emissor se deslocam com velocidades que variam desde 200 a 900 km s^{-1} , com valores típicos entre 350 a 400 km s^{-1} (Antonucci, 1993; Peterson, 1997).

A respeito de sua morfologia pode-se dizer que não apresenta uma simetria esférica, mas axial, com eixo coincidindo com emissões rádio estendidas quando estas estão presentes (Pogge, 1988; Wilson et al., 1992). Outrora falava-se de uma estrutura cônica presente nos AGNs, hoje identifica-se essa estrutura com a própria NLR, ou seja, é ela que apresenta simetria axial com morfologia cônica. Essa conicidade indica a presença de radiação sendo emitida de forma anisotrópica. É questionado se a própria fonte central seria emissora de energia colimada ou, se de outra forma, a radiação está sendo colimada por algum tipo de estrutura. Há evidências de que haja uma estrutura rica em poeira em formato toroidal, chamada usualmente por *torus*, que seria a responsável por tal colimação. A anisotropia da radiação também pode ser evidenciada pela presença de jatos rádio, que podem se estender a grandes distâncias e também formar estruturas chamadas lóbulos rádio.

A presença de linhas coronais, no espectro dos AGNs, geralmente mais largas e com maior deslocamento para o azul (*blueshift*) sugere que a emissão destas linhas surge de uma região diferenciada: a região de linhas coronais (CLR - do inglês *coronal line region*). Uma proposição é de que esta região esteja a uma distância intermediária entre a NLR e a BLR (Veilleux, 1998). Uma outra proposta é que tal região poderia ser de fato a parede interna do *torus* (Rose et al, 2015). Essa componente recebe especial atenção neste trabalho e será tratada em mais detalhes na seção 1.5.

Assim, para as galáxias que apresentam linhas largas, sejam Seyferts do tipo 1 ou BLRGs, a orientação é tal que a BLR poderia ser diretamente observada, embora atualmente não possa ainda ser resolvida pelos telescópios. Para aquelas galáxias de linhas estreitas, sejam Seyferts do tipo 2 ou NLRGs, somente a radiação proveniente da NLR pode ser observada. Inclinações intermediárias produzem espectros nos quais são visíveis tanto linhas estreitas quanto largas. Quando a galáxia se orienta de forma a expor o núcleo diretamente à linha de visada do observador o espectro resultante é o de um quasar rádio silencioso, ou de um blazar no caso em que se observa diretamente na direção do jato rádio. Na figura 1.2, a parte de cima, tem por representantes as galáxias emissoras em rádio. Na parte de baixo, apresentam-se as galáxias que hospedam AGNs rádio silenciosos.

1.5 A coevolução da galáxia hospedeira e do SMBH

Foi dito na seção anterior, que a energia predominante dos AGNs viria do disco de acreção. É justo perguntar a cerca da matéria acretada. Seria interessante investigar se existem relações entre as propriedades da galáxia hospedeira (massa, luminosidade, cor) e a atividade nuclear. Relativa a esta questão, tem sido bem estabelecida uma relação entre a massa do SMBH e a dispersão de velocidades das estrelas do bojo da galáxia hospedeira de forma que (Pradhan & Nahar, 2011):

$$\log(M_{\bullet}/M_{\odot}) = \alpha + \beta \log(\sigma_{*}/\sigma_0), \quad (1.1)$$

onde $\alpha = 7.96 \pm 0.03$, $\beta = 4.02$ e $\sigma_0 = 299 \text{ km s}^{-1}$.

O efeito da massa do SMBH sobre a dispersão de velocidades das estrelas do bojo pode ser estimado ao se comparar o campo de velocidades esperado, $v \propto (M_{SMBH}/r^{1/2})$, devido ao SMBH, e a dispersão de velocidades intrínseca do bojo da galáxia hospedeira (Wandel, 2002). Tal relação aponta para uma coevolução da galáxia e seu SMBH. A acreção supõe processos de escoamento em direção ao núcleo (do inglês, *feeding process*). Por outro lado, uma vez estabelecida a relação de coevolução, é necessário estabelecer quais são os mecanismos de retroalimentação (do inglês, *feedback*).

O SMBH cresce enquanto matéria escoar em sua direção. À medida que a taxa de acreção aumenta, o núcleo produz ventos cada vez mais intensos devido à pressão de radiação, o que em algum momento faz um contrabalanço à ação gravitacional e faz decrescer a taxa de acreção. Esse mecanismo é comparado a uma “válvula hipotética” que diminui e regula o processo da coevolução (Pradhan & Nahar, 2011). Assim, a galáxia hospedeira pode apresentar diferentes fases de atividade nuclear.

Exceções para essa relação $M_{\bullet} - \sigma_{*}$ são as NLS1s (AGNs do tipo Seyfert 1 com linhas estreitas - do inglês *Narrow Line Seyferts 1*) e *quasares* de linhas estreitas (Wandel, 2002). Isso poderia significar que estes dois grupos estão em um período diferente da sua evolução comparados às outras galáxias, estando na fase de maior atividade nuclear. Esses objetos apresentam luminosidades próximas à luminosidade de Eddington. Estariam nos estágios de AGNs jovens, acretando uma grande parte da matéria disponível no bojo da galáxia em escalas de tempo relativamente curtas, e com isso aumentando rapidamente a massa do SMBH (Wandel, 1999; Pradhan & Nahar, 2011).

Este trabalho situa-se neste campo da coevolução entre galáxia hospedeira e seu SMBH. Pretende-se prestar uma colaboração no estudo dos fenômenos de *feed* e *feedback*, ao

investigar se as linhas coronais (CLs) podem ser utilizadas como traçadoras de escoamentos de gás.

1.6 Análise de linhas coronais e o fenômeno dos escoamentos

As linhas coronais são aquelas produzidas por excitação colisional de transições proibidas em espécies atômicas altamente ionizadas, com potenciais de ionização ($PI \geq 100$ eV). Ainda não é claro os processos físicos pelos quais as CLs são emitidas em AGNs. Já foi proposto que elas possam se formar seja em um gás ionizado por um contínuo ultravioleta (UV) duro (Ferguson et al, 1997); ou em um plasma superaquecido colisionalmente ionizado (Viegas-Aldrovandi & Contini, 1989); ou que seja uma mistura de ionização colisional mais fotoionização pela fonte central (Contini, Prieto & Viegas, 1998). De qualquer forma, devido às grandes energias envolvidas na produção das CLs, fica claro que não podem ser produzidas por estrelas do tipo OB, mesmo em sua fase Wolf-Rayet. Estas podem produzir emissões como de He II, mas não de linhas com PI maior que 54 eV. Desta forma, as CLs são claras indicadoras de atividade nuclear (AGN). Pode-se dizer que os resultados de observações com IFUs (*Integral Field Units*) e OA (Ótica Adaptativa), ou ainda, com o Telescópio Espacial Hubble (HST) sugerem que a região emissora de linhas coronais (CLR) é em geral estendida (abrangendo os 150 pc mais internos) e assimétrica, e cujo eixo se alinha com o eixo da emissão rádio. Isso indica que o gás coronal encontra-se na região mais interna da NLR (Mazzalay et al., 2013; Müller-Sánchez et al., 2011; Riffel et al., 2011)

Na tentativa de compreensão dos mecanismos físicos que levam à atividade nuclear, tornou-se importante a busca pelos vínculos entre a evolução do AGN e de sua galáxia hospedeira. Estudos têm buscado fazer inferências sobre como se dá o escoamento de matéria da galáxia hospedeira para o AGN, das regiões mais externas deste para as mais internas (*inflows*), bem como tem-se procurado averiguar os processos pelos quais o AGN ejeta matéria para suas regiões mais externas e enriquece o gás da galáxia hospedeira (*outflows*) (e.g., Combes et al, 2014; Müller-Sánchez et al, 2011; Rodríguez-Ardila et al., 2002, 2006). Nesse sentido, os estudos das CLs, com a caracterização de seus perfis, comparando-os aos das linhas de menor PI tem sido de grande importância. Geralmente

as linhas coronais apresentam um maior *blueshift*, em relação à posição de repouso, e são mais largas que as linhas de menor PI (De Robertis & Osterbrock, 1984, 1986; Veilleux, 1991; Erkens, Appenzeller & Wagner 1997; Rodríguez-Ardila et al., 2002, 2006, 2011) devido às assimetrias para o azul. Estas características levam à suposição de que as CLs podem ser associadas à presença de escoamentos. Além disso, as densidades críticas do gás que as produzem são maiores (10^7 a 10^{10} cm^{-3}) que as das linhas proibidas de baixo PI. Isso levou à proposta de que a CLR se situe numa posição intermediária entre a BLR e a NLR.

Estudos de variabilidade (Veilleux, 1988) e outros (e.g. Rodríguez-Ardila et al, 2002) ao definir a distância da região emissora de linhas coronais também sugeriram que a CLR devesse estar entre a BLR e a NLR. Pier & Voit (1995) apontam para a hipótese de que a emissão das linhas coronais ocorra sobre uma fina camada de nuvens moleculares evaporando material do *torus*, que seriam aquecidas, ionizadas e evaporadas pelo grande fluxo de radiação UV ou em raios-X provenientes do contínuo da fonte central. Rose et al. (2015) introduziram uma nova classe de AGNs: os AGN com floresta de linhas coronais (CLiF AGN - do inglês *Coronal Line Forest AGN*), pois apresentam um grande número de linhas coronais intensas na região do ótico. Foi sugerido que essa classe se daria por ter uma orientação preferencial, onde a parede interna e mais afastada do *torus* estivesse em um ângulo de exposição máximo em relação ao observador. A suposição de que ali estaria situada a CLR explicaria o motivo da detecção de um grande número de CLs neste objetos. Outro cenário, investigado por Contini & Viegas (2001), por exemplo, é o de que as CLs poderiam ser emitidas através de choques advindos da interação entre o jato rádio e o gás a ele circundante. Este trabalho situa-se portanto no campo dos estudos dos perfis de CLs e das propriedades do gás emissor da CLR, buscando informações que apontem para escoamentos de gás, através da caracterização dos perfis destas linhas.

1.7 Objetivos

São objetivos deste trabalho:

- Estudar uma amostra de AGNs próximos, conhecidos pela presença de linhas coronais intensas, com o intuito de caracterizar os seus perfis de linhas em emissão;
- Estabelecer relações entre largura, velocidade de dispersão, posição do centróide da

linha, e outras propriedades entre as linhas de baixa, média e alta ionização visando confirmar a presença de outflows no gás emissor de CLs;

- Procurar informações sobre mecanismos físicos responsáveis pela emissão de linhas de alta ionização;
- Investigar se as linhas coronais poder ser utilizadas como indicadoras de escoamentos, em substituição da linha de [O III].

Este trabalho está organizado da seguinte forma. No capítulo 2: tratamos das observações, descrevemos o processo de redução de dados e apresentamos dados da amostra com os espectros reduzidos de cada objeto. No capítulo 3, detalhamos a metodologia utilizada e apresentamos resultados. No capítulo 4, analisamos os resultados numa perspectiva de descrever a cinemática do gás. No capítulo 5, analisamos as emissões das CLs através de razões de fluxos. No capítulo 6, apresentamos as conclusões e perspectivas.

Capítulo 2

Observações, redução de dados e amostra

2.1 Observações

Na composição da amostra deste trabalho foram selecionados 15 objetos cujos espectros apresentassem CLs proeminentes. São AGNs do tipo Seyfert, rádio-silenciosos e do universo local (*redshift*, $z < 0.03$) de forma que a região espectral do ótico pudesse ser observada com uma boa razão sinal/ruído e um compromisso adequado no tempo de exposição.

Todas as galáxias foram observadas em campanhas, onde o PI foi Alberto Rodríguez Ardila (programas SO2010B-017, SO2011A-017 e SO2012A-024). Em todos os casos foi utilizado o telescópio SOAR, de 4.1 metros. Tratando-se de um trabalho de espectroscopia, utilizou-se acoplado ao telescópio o instrumento Goodman High Throughput Spectrograph (GHTS). Todos os espectros foram obtidos com o uso de uma fenda longa de 0.84" de largura.

Na tabela 2.1 listam-se as propriedades básicas dos objetos. Detalhes das configurações de observação estão anotados nas tabelas 2.2 e 2.3. Apresenta-se ainda ao final do capítulo uma breve descrição de cada objeto, com dados apresentados na literatura e notas sobre os espectros reduzidos.

2.2 Redução de dados

A maior parte dos dados da amostra deste trabalho foram coletados nos projetos SO2010B-017 e SO2011-017 do SOAR, com PI Alberto Rodríguez Ardila. O autor desta dissertação

Objeto	RA (h m s)	DEC (deg m s)	Tipo	z	A_v	Escala(pc/'')
1H1934-063	19:37:32.729	-6:13:04.998	NLS1	0.010254	0.794	207
Circinus	14:13:08.468	-65:20:20.994	Sey2	0.001448	3.992	17
MCG-5-13-17	05:19:35.494	-32:39:27.997	Sey1	0.012445	0.047	230
MCG-6-30-15	13:35:53.297	-34:17:43.998	Sey1	0.007749	0.165	141
MRK573	01:43:57.058	02:20:59.698	Sey2	0.017179	0.063	336
MRK1210	08:04:05.005	05:06:50.000	Sey2	0.013496	0.083	253
MRK1239	09:52:18.714	-1:36:42.998	NLS1	0.019927	0.175	376
MRK1310	12:01:13.858	-3:40:40.998	Sey1	0.019560	0.083	371
NGC424	01:11:26.228	-38:05:04.596	Sey2	0.011764	0.043	225
NGC1320	03:24:47.938	-3:02:31.999	Sey2	0.008883	0.129	170
NGC3081	09:59:28.849	-22:49:34.997	Sey2	0.007976	0.151	141
NGC3783	11:39:01.584	-37:44:18.996	Sey1	0.009730	0.332	176
NGC4507	12:35:35.909	-39:54:32.994	Sey2	0.011801	0.265	217
NGC7469	23:03:15.037	08:52:25.997	Sey1	0.016317	0.188	326
NGC7674	23:27:56.390	08:46:44.998	Sey2	0.028924	0.163	570

Tabela 2.1: Esta tabela traz a amostra e algumas informações

realizou a redução dos espectros correspondentes às galáxias Circinus, MCG -5-13-17, Mrk 1310 e NGC 424. Os objetos restantes foram reduzidos pelo PI dos citados projetos. De qualquer forma todos seguiram os mesmos procedimentos padrões, tendo sido reduzidos através da ferramenta computacional IRAF¹. Foram feitos os tratamentos de *BIAS* e *flat-field* utilizando as tarefas *zerocombine*, *flatcombine*, *fit1d* e *ccdproc*. Em seguida as imagens dos objetos observados, estrelas padrões e lâmpadas de calibração foram corrigidas de contaminações por raios cósmicos com uso da tarefa *crmedian*.

As imagens dos mesmos objetos foram combinadas com *imcombine*, tendo sido realizado antes, para aqueles que necessitaram, o ajuste que é explicado a seguir. Para alguns objetos, durante a coleta dos espectros, pode ter ocorrido um problema de guiagem do telescópio, fazendo com que o objeto saísse do centro da fenda, ocasionando também uma queda na intensidade do perfil de brilho, diminuindo a razão sinal/ruído. Assim, para imagens do mesmo objeto, o perfil de luz ao longo da fenda estava deslocado um em

¹Image Reduction and Analysis Facility (Tody, 1986; 1993) - "IRAF é distribuído pelos National Optical Astronomy Observatories, que são operados pela Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., através de um acordo operacional com a National Science Foundation. "

relação ao outro. Para corrigir o erro de descentralização do perfil de luz foi feita uma correção utilizando a tarefa *imshift*, fazendo coincidir os centros do perfil de luz das diferentes imagens. Combinar essas imagens, com diferentes intensidades do perfil de luz causaria contaminação por ruído, em relação à melhor imagem. Ao contrário, procedeu-se um escalonamento, de forma a dar maior peso à imagem de melhor relação sinal/ruído. Então, a correção da intensidade do perfil de luz se fez com a tarefa *imarith* depois de encontrado um fator de escalonamento adequado.

Depois de combinadas as imagens seguiu-se a subtração do céu com a tarefa *background* e as extrações dos espectros, utilizando para isso a tarefa *apall*. Depois das extrações, seguiram as calibrações em comprimento de onda e fluxo. Para a primeira calibração realizou-se a identificação e calibração das imagens das lâmpadas, seguida da calibração das imagens das estrelas e objetos da amostra. Foram usadas nesses procedimentos as tarefas *identify*, *fitcoords* e *reidentify*. Para a calibração em fluxo, utilizaram-se as estrelas padrões e as tarefas *standard*, *sensfunc* e *calibrate*.

O próximo passo foi realizar a correção dos efeitos de avermelhamento Galático. Para isso, utilizou-se dos valores fornecidos pelo NED (NASA/IPAC Extragalactic Database) para cada objeto. Os valores baseiam-se no trabalho de Schlafly & Finkbeiner (2011), assumida uma lei de avermelhamento com $R_v = 3.1$. Para aplicar a correção nas imagens foi utilizada a tarefa *deredden* do IRAF. Os valores utilizados podem ser vistos na tabela 2.1.

Como pode ser visto nas tabelas 2.2 e 2.3, a maioria dos objetos foram observados utilizando-se duas diferentes configurações de redes de difração: as redes de 600 l/mm, com resolução de 0.65 Å/pixel; e as redes de 1200 l/mm, com resolução de 0.31 Å/pixel. Além disso, em um único caso, foi utilizada a rede de 400 l/mm, com resolução de 1 Å/pixel. A cobertura espectral nessas configurações abrangeu a região do ótico, desde de cerca de 3280 Å, atingindo até cerca de 7400 Å.

Por isso, foi realizado um procedimento para juntar as imagens, unindo as partes separadas do espectro de um mesmo objeto. Devido a efeitos das observações e calibrações, em alguns objetos foi necessário proceder ao escalonamento dos fluxos antes da junção dos espectros.

Para a obtenção dos valores do escalonamento foi utilizada a tarefa do IRAF *specplot*. Utilizando esta tarefa fazia-se a inspeção visual, seguida de um escalonamento através do comando “:*shift*” com a opção *scale*. Para auxiliar a busca pelo melhor valor de escalona-

mento, utilizou-se das regiões em comum entre os espectros. Essas regiões apresentavam algumas características em comum, tais como linhas em emissão ou absorção. Utilizava-se, portanto, preferencialmente estas linhas, fazendo-as coincidirem em posição e fluxo. Dessa forma ficava garantido também a coerência entre as duas partes do espectro, no que diz respeito às razões de fluxos entre as linhas em emissão. Depois de ajustado visualmente um escalonamento aceitável entre as duas partes do espectro, com o comando “:show” obtinha-se os valores a serem utilizados. Tais valores eram aplicados através da tarefa *imarith*. Ao final, combinavam-se as imagens com a tarefa *scombine*, utilizando a opção *median* para as regiões de interseção do espectro.

Para a correção do efeito *doppler*, que causa um deslocamento para o vermelho nos espectros devido à velocidade de afastamento das galáxias, foi utilizada a tarefa *dopcor* do IRAF. Para se estabelecer o valor a ser utilizado na dita tarefa, foram primeiramente utilizados os valores de *redshift*, z , para cada objeto da amostra conforme encontrados na plataforma NED. Os valores eram aplicados e, então, conferia-se a posição das linhas em emissão mais proeminentes.

Quando, para um determinado objeto, os valores do NED não permitiam que as linhas do espectro fossem deslocadas à sua posição de repouso esperada, procedia-se a uma medição própria do *redshift* daquele objeto. As principais e mais proeminentes linhas utilizadas para esse fim foram as seguintes: $H\beta$, [OIII] $\lambda\lambda 4959, 5007$, [OI] $\lambda 6300$, [NII] $\lambda\lambda 6563, 6583$, $H\alpha$ e [SII] $\lambda\lambda 6716, 6731$. O *redshift*, z , do objeto era obtido através da média dos *redshifts* obtidos para cada linha, através da seguinte relação: $z_\lambda = (\lambda - \lambda_0)/\lambda_0$, onde z_λ é o *redshift*, λ é a posição medida no espectro observado para uma determinada linha, e λ_0 é a posição de repouso para a mesma linha. Os valores de *redshift* utilizados na tarefa estão dipostos na tabela 2.1 .

Em seguida, utilizando-se a tarefa *deredden* do IRAF, foi feita a correção do avermelhamento intrínseco de cada objeto. Nesta tarefa pode-se aplicar os valores de avermelhamento A_v , como descrito anteriormente, ou o valor da extinção $E(B-V)$ como foi realizado desta vez. O valor utilizado neste momento foi a soma do valor das extinções Galáticas e intrínsecas, $E(B - V)_{gal}$ e $E(B - V)_{int}$ respectivamente. Eles foram aplicados de forma que passaram a substituir os valores aplicados anteriormente. Os valores das extinções Galáticas são aqueles correspondentes aos avermelhamentos apontados na tabela 2.1 e que possuem o NED como referência. A relação entre avermelhamento, A_v , e extinção, $E(B - V)$, é dada por: $E(B - V) = A_v/3.1$. Alguns valores de extinção interna foram

retirados da literatura, conforme indicado na tabela 2.4.

A partir dos espectros corrigidos, para cada objeto foram medidos os fluxos das linhas de $H\alpha$, $H\beta$ e $H\gamma$ utilizando a rotina LINER (Pogge & Owen 1993), que é um algoritmo que utiliza o método de minimização de χ^2 para ajustar várias gaussianas a um perfil de linhas. Os valores de $E(B-V)$ foram então calculados segundo a lei de extinção de Cardelli, Clayton e Mathis (1989). As razões de fluxo utilizadas foram as de $H\alpha/H\beta$ ou $H\beta/H\gamma$. Sempre que possível deu-se preferência pela utilização da primeira razão. Em alguns casos no entanto, a linha de $H\alpha$ estava de tal modo sobreposta a linhas vizinhas que tal contaminação não resultaria em um resultado confiável. Na tabela 2.4 indica-se o valor final utilizado.

Objeto	Data	A	P.A.	S(″)	Rede	T.E. (s)	I.E. (Å)
1H1934-063	2011-05-30	1.23	360°	N.A.	RALC1200	4x1200	[5741:6983]
	2011-05-30	1.40	360°	N.A.	KOSI600	3x900	[3284:5944]
Circinus	2011-04-02	1.23	360°	0.99	RALC1200	3x1200	[5736:6984]
	2011-04-02	1.24	360°	0.60	KOSI600	3x900	[3278:5949]
	2013-03-29	1.33	210°	N.A.	RALC1200	3x1200	[5932:6979]
MCG-5-13-17	2011-01-31	1.01	360°	1.22	RALC1200	3x1200	[5730:6984]
	2011-01-31	1.14	360°	0.69	KOSI600	3x900	[3269:5945]
MCG-6-30-15	2011-04-01	1.05	360°	0.59	RALC1200	3x1200	[5941:6977]
	2011-04-01	1.16	360°	0.60	KOSI600	3x900	[3286:5927]
MRK573	2010-11-11	1.36	140°	0.90	RALC1200	3x1200	[5576:6826]
	2010-11-11	1.24	140°	1.02	KOSI600	3x900	[3502:6148]
MRK1210	2010-11-11	1.72	190°	0.97	RALC1200	3x1200	[5574:6823]
	2010-11-11	1.46	190°	0.69	KOSI600	3x900	[3502:6149]
MRK1239	2011-01-30	1.17	360°	0.55	RALC1200	3x1200	[5738:6979]
	2011-01-30	1.14	360°	0.88	KOSI600	3x900	[3282:5933]
MRK1310	2011-01-31	1.16	360°	0.66	RALC1200	3x1800	[5732:6986]
	2012-05-21	1.24	176°	N.A.	RALC1200	3x1800	[5742:6986]
	2012-05-21	1.14	360°	N.A.	KOSI600	3x1200	[3283:5960]
	2012-06-23	1.13	360°	N.A.	KOSI600b	3x1200	[3283:5960]

Tabela 2.2: Tabela com dados das observações. A coluna com título “A” indica a massa de ar (*airmass*) durante a observação, aquela com “P.A.” indica o ângulo de posição utilizado (*position angle*). O título “S” indica o *seeing*, “T.E.” o tempo de exposição utilizado e “I.E” o intervalo espectral.

Objeto	Data	A	P.A.	S(″)	Rede	T.E. (s)	I.E. (Å)
NGC424	2014-08-07	1.01	60°	N.A.	SYZY400	3x900	[3409:7487]
NGC1320	2010-11-13	1.14	360°	1.13	RALC1200	2x1200	[5740:6977]
	2010-11-13	1.14	360°	N.A.	KOSI600	3x900	[3279:5932]
NGC3081	2011-04-01	1.07	240°	0.73	RALC1200	2x1200	[5740:6977]
	2011-04-01	1.01	199°	N.A.	KOSI600	3x900	[3279:5932]
	2011-04-01	1.07	240°	0.73	RALC1200	3x1200	[5738:6974]
	2011-04-01	1.01	199°	N.A.	KOSI600	3x900	[3290:5931]
NGC3783	2011-01-31	1.10	360°	0.88	RALC1200	3x900	[5733:6987]
	2011-01-31	1.26	360°	0.79	KOSI600	3x900	[3267:5994]
NGC4507	2011-04-02	1.02	295°	N.A.	RALC1200	3x1200	[5738:6987]
	2011-04-02	1.05	295°	N.A.	KOSI600	3x900	[3275:5946]
NGC7469	2010-11-11	1.34	140°	N.A.	RALC1200	3x900	[5574:6824]
	2010-11-11	1.65	140°	0.80	KOSI600	3x900	[3505:6150]
NGC7674	2010-11-13	1.35	360°	1.32	RALC1200	2x1200	[5739:6977]
	2010-11-13	1.29	360°	1.10	KOSI600	3x900	[3282:5935]

Tabela 2.3: Continuação da tabela 2.2

2.3 Amostra e espectros após a redução de dados

Nesta seção apresenta-se uma breve descrição de cada objeto, com dados apresentados na literatura e notas sobre os espectros reduzidos. As figuras de 2.1 a 2.5 mostram os espectros reduzidos, com destaques para regiões que apresentam CLs.

2.3.1 1H1934-063A

Esta galáxia tem um núcleo do tipo NLS1 (*Narrow Line Seyfert 1* - Seyfert tipo 1 de linhas estreitas) e tem sido estudada nas regiões visíveis e infra-vermelho próximo (NIR - do inglês *Near infrared*) do espectro (Rodríguez-Ardila et al., 2000; Rodríguez-Ardila et al., 2002a). Apresenta um espectro com linhas fortes em emissão de H I, He I e O I, além de linhas proibidas proeminentes. Linhas de emissão de Fe II estão presentes no ótico e de forma especial na banda J do infravermelho próximo. O contínuo pode ser bem ajustado na forma de uma lei de potência, mas na região azul nota-se um pequeno excesso de emissão. Não foram encontradas evidências de população estelar circumnuclear (Riffel

Objeto	$E(B - V)_{gal}$	$E(B - V)_{int}$	$E(B - V)_{Total}$
1H1934-063	0.256	0.544 [†]	0.80
Circinus	1.287	0.62 [‡]	1.91
MCG-5-13-17	0.015	0.65 ¹	0.66
MCG-6-30-15	0.053	0.83 [†]	0.88
MRK573	0.021	0.72 [†]	0.74
MRK1210	0.027	0.62 ²	0.65
MRK1239	0.056	0.52 ¹	0.58
MRK1310	0.027	0.00 [‡]	0.027
NGC424	0.013	0.05 [†]	0.06
NGC1320	0.042	0.428 [‡]	0.47
NGC3081	0.049	0.096 [‡]	0.14
NGC3783	0.104	0.26 [†]	0.35
NGC4507	0.086	0.07 [†]	0.16
NGC7469	0.061	0.59 [‡]	0.65
NGC7674	0.052	0.29 [*]	0.34

Tabela 2.4: Objetos observados e os respectivos valores de extinção galáctica, extinção intrínseca e a extinção total aplicada com a tarefa *deredden*. Todos os valores de $E(B - V)_{gal}$ são provenientes do NED. Para os valores de $E(B - V)_{int}$: “†” significa dados que utilizaram a razão $H\beta/H\gamma$; “‡” significa dados que utilizaram a razão $H\alpha/H\beta$; “*” significa dados que utilizaram a razão as duas razões; ¹ tem como fonte Rodríguez-Ardila et al. (2000); e ² tem como fonte Mazzalay & Rodríguez-Ardila (2007).

et al, 2006). Nota-se no espectro aqui apresentado forte emissão das CLs de [Fe VII], [Fe X] e [Ne V]. Em relação aos perfis de linhas, as CLs de ferro apresentam assimetrias para o vermelho, enquanto as linhas de baixa ionização de hidrogênio ou oxigênio apresentam assimetrias para o azul.

2.3.2 Circinus

Circinus apresenta um núcleo Seyfert 2, sendo o mais próximo AGN deste tipo. Rodríguez-Ardila et al. (2004) reportam gás emissor de CLs a velocidade (FWHM) próxima de 500 km s^{-1} , com assimetrias para o azul, apontando para a possibilidade de *outflows*. As CLs de ferro são mais fortes na direção que coincide com a localização do cone de ionização presente (Rodríguez-Ardila et al., 2006). Nesta galáxia, também é conhecida a presença

de uma região circumnuclear de intensa formação estelar. No espectro aqui apresentado nota-se a presença de linhas de [Ne V] e [Fe VII]. Além disso, a linha de [Fe X] $\lambda 6375$ encontra-se bem separada de [O I] $\lambda 6364$. Os perfis das linhas em emissão, sejam de CLs ou daquelas de menor (PI), apresentam desvios para o azul comparados a um perfil gaussiano.

2.3.3 MCG -5-13-17

Esta galáxia possui um núcleo Seyfert do tipo 1. Seu espectro ótico é dominado por linhas largas permitidas e por linhas estreitas tanto permitidas quanto proibidas (Rodríguez-Ardila et al., 2000). Apresenta forte emissão de [O III] na região nuclear. Esta emissão se estende sugerindo uma morfologia cônica. Riffel et al. (2006) obtiveram um espectro NIR deste objeto, identificando nele fortes linhas largas de H I e He I, com velocidades (FWHM) de aproximadamente 4500 km s^{-1} e 5400 km s^{-1} respectivamente. Identificaram também linhas de alta ionização como [S IX], [Si X] e [Si VI]. No ótico apresenta CLs de [Fe X], [Fe VII] e [Ne V]. As linhas de [Fe VII] apresentam desvios para o azul em seu perfil no espectro aqui apresentado.

2.3.4 MCG -6-30-15

Este objeto abriga um núcleo que apresenta atividade Seyfert do tipo 1. Em Rodríguez-Ardila et al. (2006) a emissão das CLs de [Fe VII] e [Fe X] se apresentam não resolvidas espacialmente, restritas aos 100 pc internos, enquanto a linha de [O I] $\lambda 6300$, por exemplo, alcança emissão até os 300 pc. No presente espectro, podem-se distinguir as linhas coronais de [Fe VII] $\lambda\lambda 3759, 5720, 6086$ e [Fe X] $\lambda 6375$; além da linha de [Ne V] $\lambda 3425$. As linhas de ferro apresentam as típicas assimetrias para o azul e larguras FWHM de até 1500 km s^{-1} (Rodríguez-Ardila et al., 2006).

2.3.5 MRK 573

Trata-se de uma galáxia Seyfert 2, que apresenta dois cones de ionização aparentes em mapas de [O III] (Pogee & de Robertis, 1995; Falcke et. al, 1998). Também é conhecida por apresentar em seu espectro nuclear fortes linhas em emissão de espécies altamente ionizadas. Estudos de espectropolarimetria por Nagao et al. (2004) mostram várias linhas estreitas de transações proibidas cujos graus de polarização estão correlacionados com os

respectivos PI de cada linha. Para os autores, tal fato aponta para uma NLR estratificada e obscurecida por um *torus* de poeira. No espectro SOAR observam-se fortes linhas de [Fe VII] $\lambda\lambda$ 5720, 6087, além das linhas de [Fe X], [Ne V] e [Fe VII] λ 3759. Tanto para estas, como para as demais linhas há uma tendência de apresentarem desvios para o vermelho em seus perfis.

2.3.6 MRK 1210

Esta galáxia é classificada como sendo do tipo Seyfert 2. Características de população estelar na fase Wolf-Rayet foram identificadas por Storchi-Bergmann et al. (1998), indicando a presença de um anel circumnuclear de formação estelar. Mazzalay & Rodríguez-Ardila (2007) apresentam um estudo no NIR onde além de outras linhas de menor PI, estão presentes as CLs de [S VIII], [S IX], [Si VI], [Si X] e [Ca VIII]. Em sua análise, é mostrado que as linhas apresentam um componente estreito (FWHM $\sim 500 \text{ km s}^{-1}$) sobreposto a um componente largo (FWHM $> 1000 \text{ km s}^{-1}$). Estes resultados confirmam ainda mais os apontamentos de Veilleux et al. (1997) e Lutz et al. (2002) a respeito da presença de uma BLR oculta. No espectro apresentado não foi possível resolver a linha de [Fe X], embora sejam encontradas as outras três linhas de [Fe VII], apresentadas nos AGNs anteriores da presente amostra.

2.3.7 MRK 1239

Trata-se de uma galáxia que hospeda um núcleo NLS1, com um espectro ótico altamente polarizado (Goodrich, 1989; Smith et al., 2004). Rodríguez-Ardila & Mazzalay (2006) mostram que o NIR é dominado por um forte *bump* com pico em $2.2 \mu\text{m}$. Esse *bump* pode ser representado por uma curva de corpo negro com temperatura $T \approx 1200 \text{ K}$, podendo ser uma evidência do *torus* de poeira, com a poeira sendo aquecida até valores próximos à temperatura de sublimação dos grãos ($\sim 1200 \text{ K}$). Nessa região do espectro a NLR apresenta fortes linhas de alta ionização como [Si VI], [Si X], [S VIII] e [Ca VIII]. Estas linhas possuem o seu centroide deslocado para o azul em relação à velocidade sistêmica da galáxia, além das assimetrias para o azul no perfil (Riffel et al, 2006). Da mesma forma, nos espectros apresentados neste trabalho, as CLs de ferro apresentam assimetrias para o azul e o mesmo ainda acontece com as linhas de [O III] λ 4959, 5007. Já as linhas de H I, e de [S II] apresentam perfil mais próximo ao gaussiano.

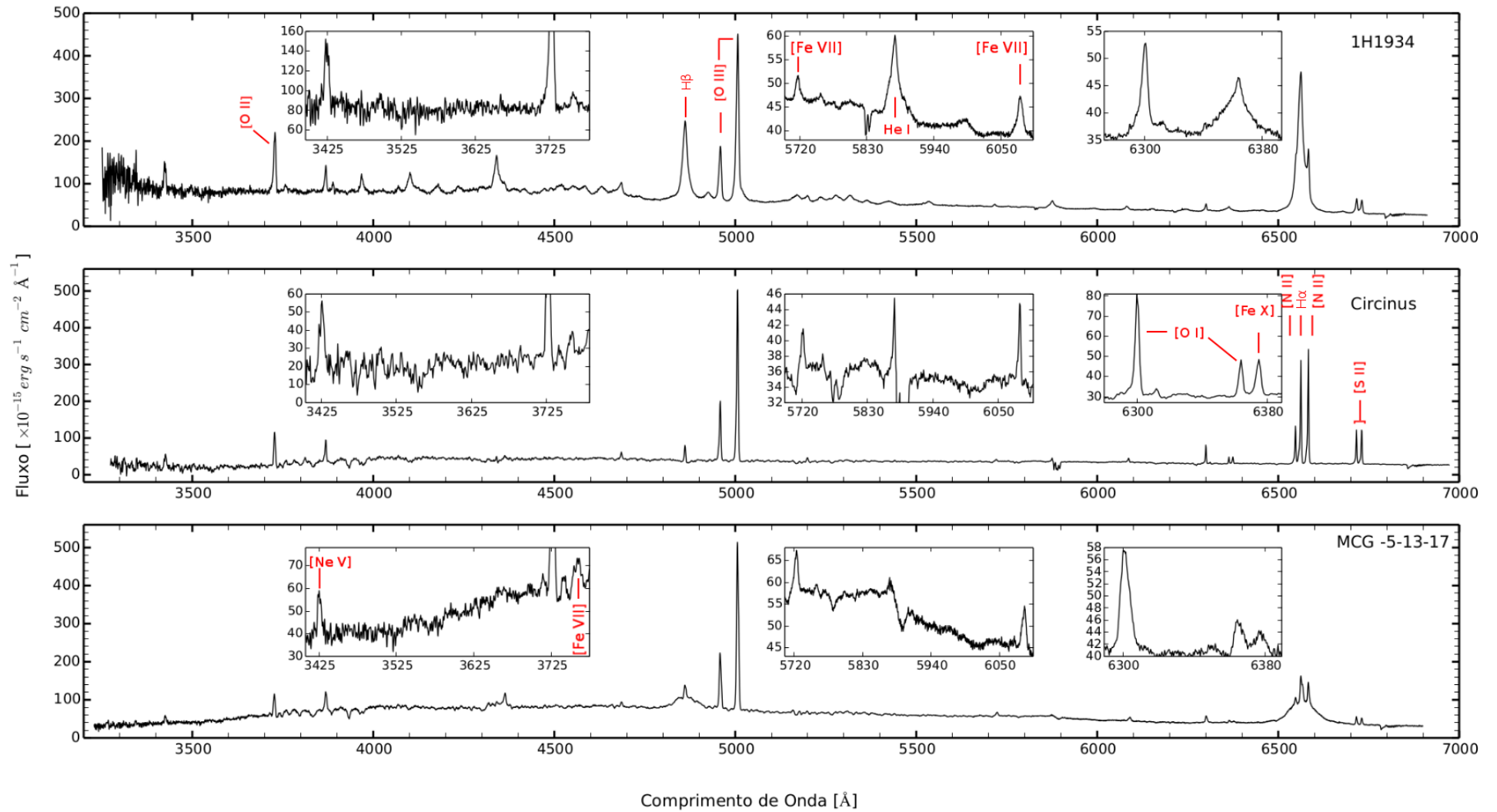


Figura 2.1: Cada painel da figura apresenta um objeto da amostra, cujo nome está indicado no canto superior direito. Os destaques apresentam respectivamente: a região de [Ne V] λ 3425, quando presente, e [Fe VII] λ 3759; a região de [Fe VII] λ λ 5720, 6087; e a região de [Fe X] λ 6375

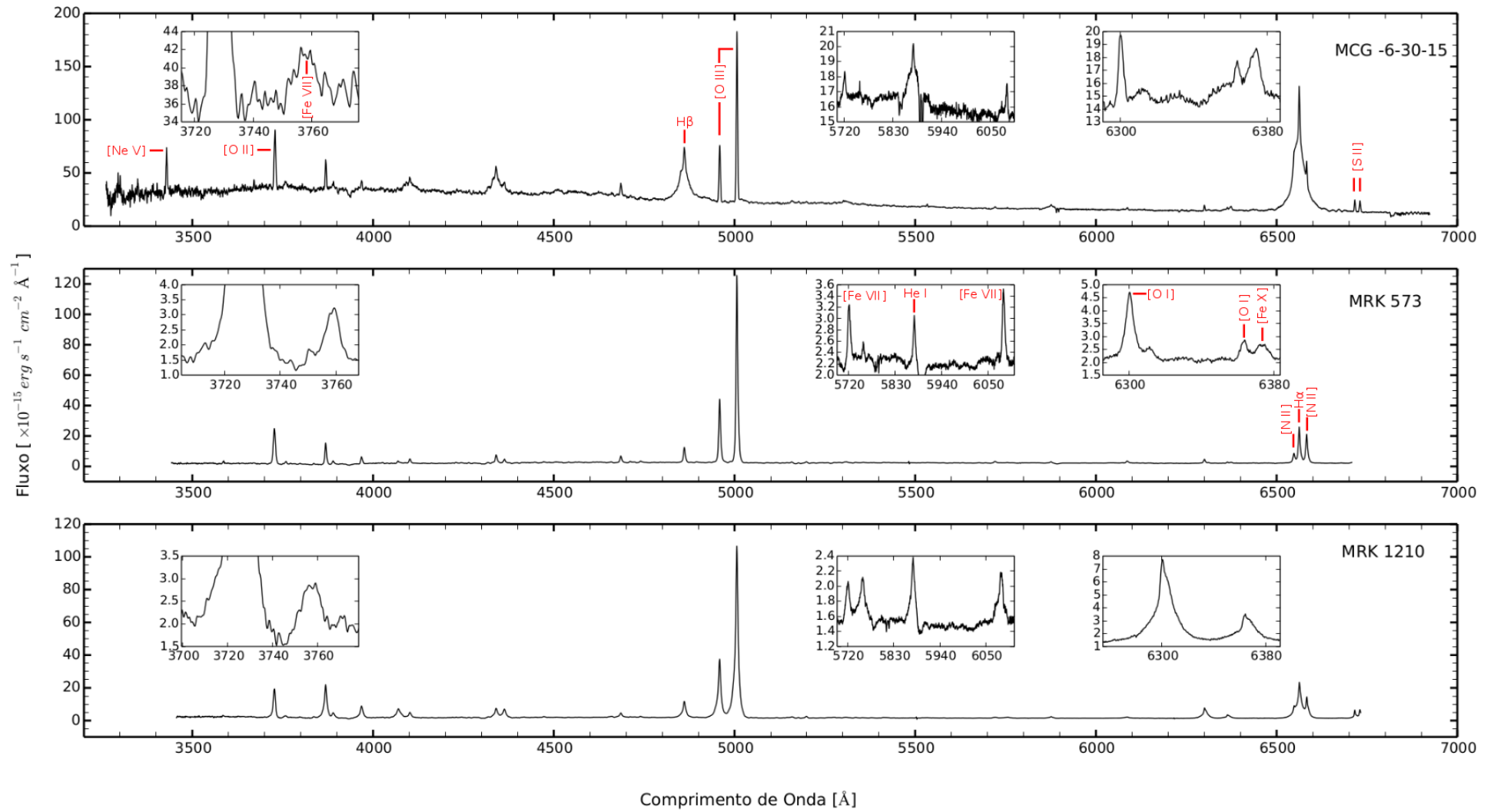


Figura 2.2: Cada painel da figura apresenta um objeto da amostra, cujo nome está indicado no canto superior direito. Os destaques apresentam respectivamente: a região de [Ne V] $\lambda 3425$, quando presente, e [Fe VII] $\lambda 3759$; a região de [Fe VII] $\lambda\lambda 5720, 6087$; e a região de [Fe X] $\lambda 6375$

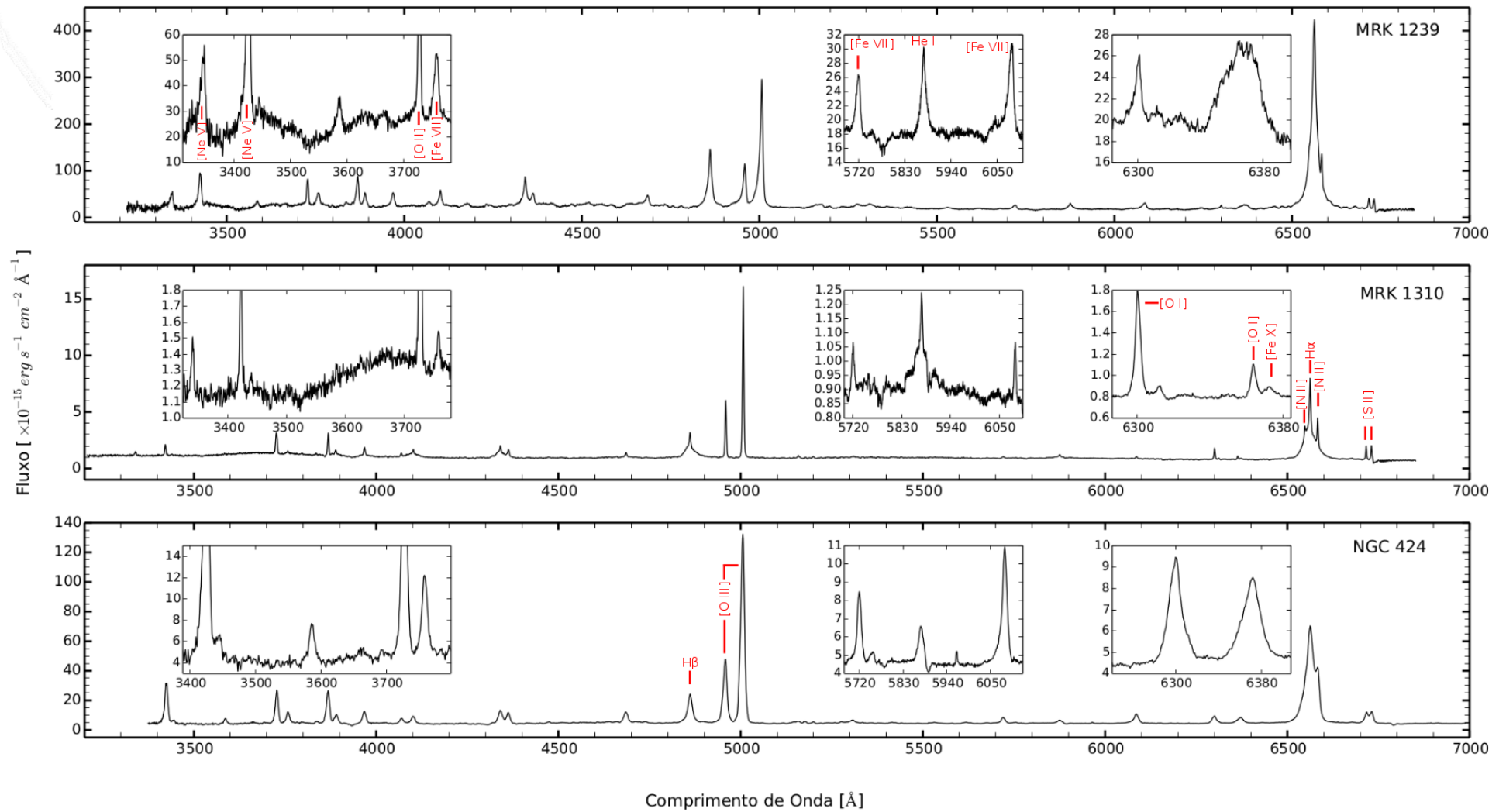


Figura 2.3: Cada painel da figura apresenta um objeto da amostra, cujo nome está indicado no canto superior direito. Os destaques apresentam respectivamente: a região de [Ne V] λ 3425, quando presente, e [Fe VII] λ 3759; a região de [Fe VII] λ λ 5720, 6087; e a região de [Fe X] λ 6375

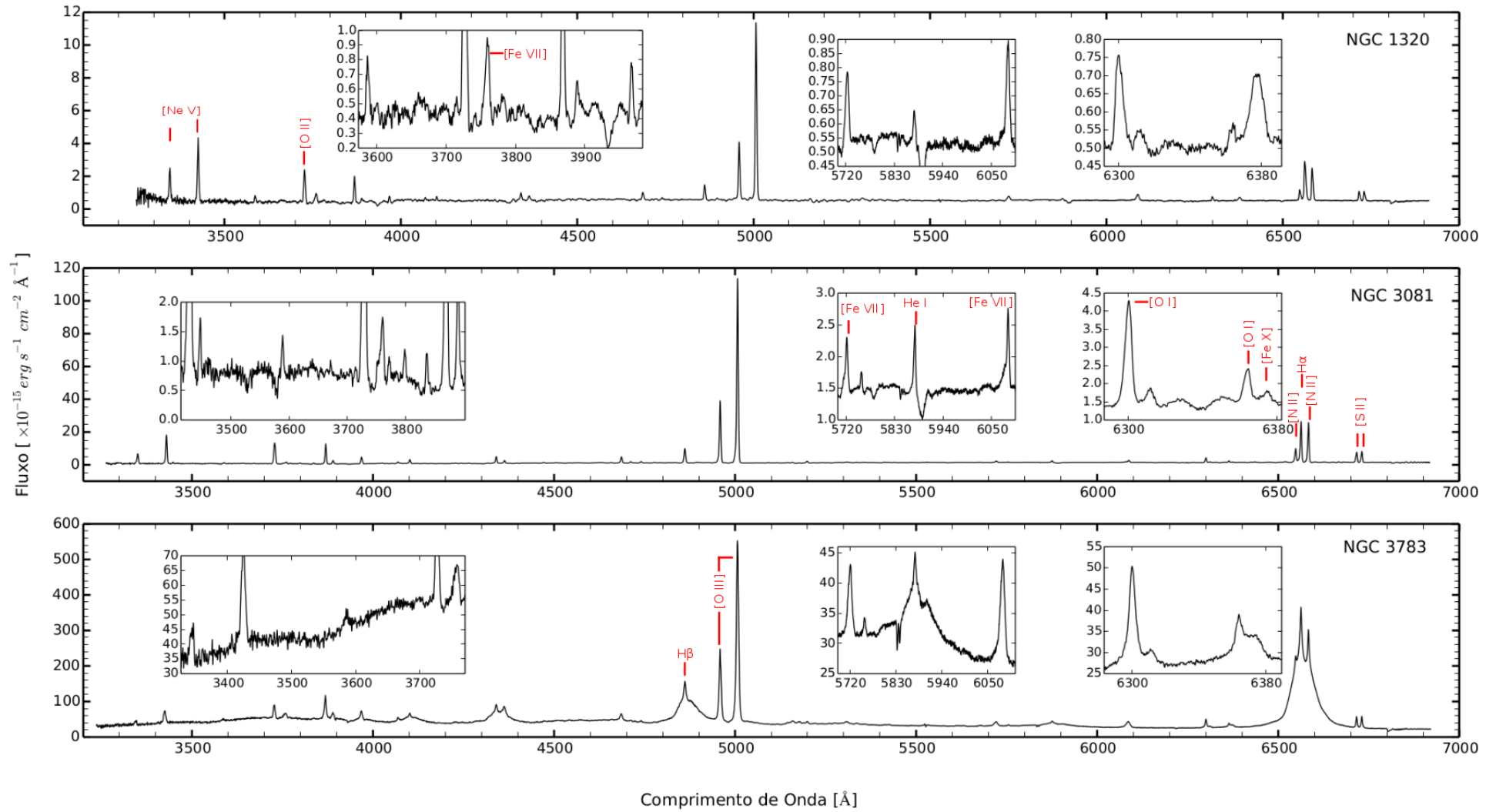


Figura 2.4: Cada painel da figura apresenta um objeto da amostra, cujo nome está indicado no canto superior direito. Os destaques apresentam respectivamente: a região de [Ne V] λ 3425, quando presente, e [Fe VII] λ 3759; a região de [Fe VII] λ λ 5720, 6087; e a região de [Fe X] λ 6375

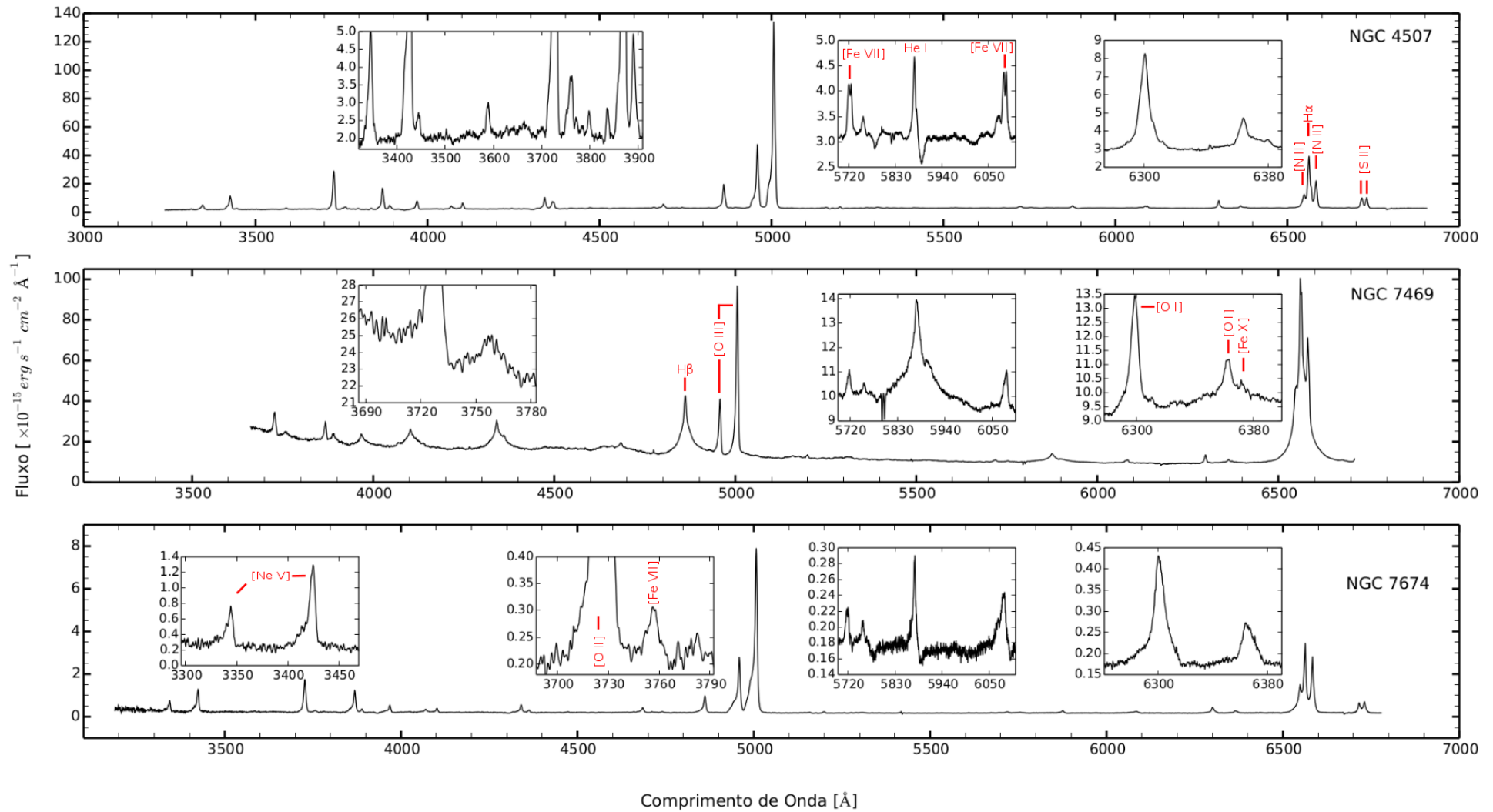


Figura 2.5: Cada painel da figura apresenta um objeto da amostra, cujo nome está indicado no canto superior direito. Os destaques apresentam respectivamente: a região de [Ne V] λ 3425, quando presente, e [Fe VII] λ 3759; a região de [Fe VII] λ λ 5720, 6087; e a região de [Fe X] λ 6375

2.3.8 MRK 1310

MRK 1310 é uma galáxia espiral que abriga um núcleo do tipo Seyfert 1. O trabalho de Pancoast et al. (2015), que trata de modelagem da BLR através da técnica de mapeamento por reverberação, apontou para uma BLR com tamanho de cerca de 3 dias luz. Os perfis das linhas em emissão dos espectros aqui apresentados ajustam-se muito bem a gaussianas, sendo que as linhas de [Fe VII] $\lambda\lambda 5720, 6087$ apresentam assimetrias para o vermelho. Também estão presentes, no espectro SOAR, as linhas de [Ne V] $\lambda 3425$ e [Fe X] $\lambda 6375$.

2.3.9 NGC 424

Esta é uma galáxia com núcleo Seyfert tipo 2, que em observações espectropolarimétricas poderia ser classificada como uma Seyfert 1 obscurecida (Moran et al., 2000). Trata-se de uma das galáxias classificadas como CLiF AGN nos estudos de Rose et al. (2015a, 2015b), o que significaria que se apresenta em um ângulo de visada específico que permite uma exposição máxima à emissão da parede interna do *torus*. Isso permite, ainda, a visualização de muitas CLs que podem ser notadas no espectro presente, como a de [Ne V] $\lambda 3426$ ou as de [Fe VII] $\lambda\lambda 5720, 6087$, que apresentam assimetrias para o azul em seus perfis. Nota-se que a linha de [Fe X], no entanto, apresenta uma assimetria para o vermelho.

2.3.10 NGC 1320

NGC 1320 é uma galáxia Seyfert 2. Apresenta proeminentes linhas de alta ionização, como [Fe VII] $\lambda\lambda 5720, 6086$ e [Fe X] $\lambda 6374$ (de Robertis & Osterbrock, 1986). Estudos (e.g. Marinucci et al, 2012; Severgnini et al., 2012) apontam para um núcleo altamente obscurecido. Há forte emissão em raios-X duro, Balokovic et al. (2011) ao modelar essa emissão concluem que se trata do *continuum* nuclear refletido por um material distante e frio. Supoem, portanto, que o núcleo é totalmente obscurecido e que os raios-X detectados são refletidos provavelmente pela parede do *torus*. No espectro apresentado nesta dissertação, notam-se que as linhas de menor PI apresentam assimetrias para o vermelho em seu perfil, se comparado a um perfil gaussiano. Por outro lado, linhas de maior PI como as de [Fe VII], [Fe X] ou [Ne V] apresentam notáveis assimetrias para o azul.

2.3.11 NGC 3081

NGC 3081 é uma galáxia com núcleo Seyfert tipo 2 que apresenta múltiplos anéis estelares e de poeira, além de uma tênue barra. Moran et al. (2000) através de espectropolarimetria atribuiu a seu núcleo uma atividade do tipo Seyfert 1, propondo, no entanto, que seu núcleo esteja obscurecido por material denso a distâncias de poucos parsecs do centro. Além de linhas permitidas e de linhas proibidas de baixo IP, no NIR seu espectro apresenta linhas CLs de [Si IX] $3.94 \mu m$ com IP de 303 eV (Lutz et al., 2002), e [Si VI] $1.964 \mu m$ (IP = 166 eV) com emissão que se estende até cerca de 350 pc paralelo ao cone de ionização presente (Reunanen et al., 2003).

Sendo NGC 3081 uma galáxia orientada quase *face-on*, supõe-se que um gás emissor girando em um disco alinhado ao seu plano equatorial apresentará uma distribuição de velocidades próxima à velocidade sistêmica desta. Em um estudo da cinemática da CLR, Mazzalay et al. (2010) notam que esse é o caso do gás emissor de [O III], mas ao contrário, as CLs apresentam uma maior dispersão nas velocidades. Isto seria um indicativo de que estas últimas são produzidas em regiões diversas, governadas por cinemáticas diferentes. Boa parte dos perfis das linhas em emissão desta galáxia apresentam desvios para o azul, no espectro aqui estudado. Porém, para as linhas de [Fe VII] e [Ne V] as asas azuis de seus perfis são mais acentuadas.

2.3.12 NGC 3783

Esta galáxia hospeda um núcleo do tipo Seyfert 1. Apresenta uma extensa CLR, tendo sido estimada em 400 parsecs utilizando as linhas de [Fe VII] $\lambda\lambda 5721, 6087$ (Rodríguez-Ardila et al., 2004). No entanto, se forem utilizadas as emissões de [Fe X] e [Fe XI] para se calcular sua extensão, seu alcance cai pela metade. Rodríguez-Ardila et al. (2006) ainda reportam que as CLs do ferro são mais largas que [O I] por um fator de 2. No núcleo elas apresentam asas assimétricas para o azul com velocidades de 1000 km s^{-1} (FWHM). Além disso encontraram que os picos de emissão das CLs apresentam-se com um *blueshift* maior que 100 km s^{-1} . No presente estudo, este objeto mostra em seu espectro que as linhas possuem em geral bases mais largas que o perfil puramente gaussiano, com exceção para a linha estreita de $H\beta$ e as linhas de [S II]. Para as linhas de [Fe VII] ou [Ne V] são notados os desvios para o azul como já notado na literatura citada.

2.3.13 NGC 4507

Trata-se uma galáxia espiral barrada com um núcleo que foi classificado como do tipo Seyfert 2 por Durret & Bergeron (1986) e, depois, como Seyfert 1.9 por Veron-Cetty & Veron (1998) devido ao componente largo de $H\alpha$. Mazzalay et al. (2010) descrevem que esta galáxia apresenta emissão nuclear de [O III] com duplo pico, e com as linhas de [Ne V] e [Fe VII] que apresentam assimetrias para o azul. À medida que se afasta do centro essas assimetrias diminuem, enquanto surgem asas vermelhas nos seus perfis, e estes deslocam seu centro para o azul, até coincidir com o componente azul de [O III]. O centroide da linha de [Fe X] também apresenta deslocamento para o vermelho (*redshift*) em relação às linhas de menor ionização. No espectro aqui apresentado, também pode-se notar a presença de duplo pico nas linhas de [Fe VII] $\lambda\lambda 5720, 6087$.

2.3.14 NGC 7469

Trata-se de uma galáxia que hospeda um núcleo Seyfert 1. Há evidências de um anel de atividade de intensa formação estelar (*Starburst*) próximo ao núcleo, detectado em várias regiões do espectro (Condon et al., 1991; Maunder et al., 1994; Soifer et al., 2003; Scoville et al., 2000). Sua atividade *Starburst* apresenta emissão tão intensa que sua luminosidade é equivalente a dois terços da luminosidade bolométrica de toda a galáxia. Por outro lado, é interessante notar que sua emissão rádio consiste em uma componente nuclear compacta e um halo difuso, não térmico, de diâmetro de cerca de $10''$ (Ulvestad et al., 1981), um caso atípico para galáxias Seyferts. No espectro apresentado, notamos uma tendência geral de que os perfis apresentem asas assimétricas para o azul, incluindo emissões de alto PI como as de [Fe VII] $\lambda\lambda 3759, 5721, 6087$ ou [Fe X] $\lambda 6375$.

2.3.15 NGC 7674

Embora esta galáxia tenha sido classificada como possuindo um núcleo do tipo Seyfert 2 (Osterbrock & Dahari, 1983), Riffel et al. (2006) apresentam um espectro NIR ambíguo: nota-se a ausência de O I e Fe II, mas percebe-se a presença de componentes largas forte em linhas de H I, especialmente em $P\alpha$ e $Br\gamma$ que alcançam velocidades de cerca de 3000 km s^{-1} (FWHM). Além disso, Riffel et al. (2009) notam que o contínuo é bem achatado (*flat continuum*), isto é, sua lei de potência apresenta um pequeno índice, desde o azul até cerca de $1.2 \mu\text{m}$, e depois se torna semelhante ao que se encontra em MRK 1239, por

exemplo. Esta galáxia também apresenta grande polarização, o que fortalece a ideia de que o excesso observado no contínuo do NIR nas bandas H e K são provavelmente devidos à presença de poeira aquecida. No espectro aqui obtido, observa-se que os perfis das linhas apresentam fortes assimetrias para o azul, tanto para linhas de baixo PI, quanto para as CLs presentes.

Capítulo 3

Metodologia e Resultados

3.1 Análise de linhas coronais

A análise das linhas espectrais em emissão de um AGN passa pela caracterização dos perfis de linha observados. Perfis de linhas podem ser parametrizados ao ajustar certas funções analíticas ao espectro observado. Por exemplo, se for assumido que a razão dominante do alargamento das linhas for o movimento aleatório e turbulento do gás, uma função que bem se aplicaria para descrever os perfis de tais linhas seria a gaussiana (Evans, 1988). Nuvens de gás sendo aceleradas pelo efeito da radiação poderiam em conjunto fornecer perfis de linhas logarítmicos (Blumenthal and Mathews, 1975). A rotação kepleriana em torno de uma fonte central resultaria em uma função em forma de lei de potência (van Groningen, 1983). Outras funções ainda podem ser usadas para tais ajustes, como perfis de Voigt, lorentzianos, exponenciais ou descritos por polinômios de Gauss-Hermite.

O ajuste de funções simétricas aos perfis de linhas em emissão faz com que se percam informações das asas dos perfis. Para contabilizar esses desvios de simetria para o azul ou para o vermelho, podem-se ajustar componentes adicionais da mesma função simétrica, para auxiliar na parametrização dos perfis. Mas o número de componentes que se pode ajustar a um perfil é proporcional à razão sinal-ruído (S/R) da linha. Assim, em uma linha com uma boa S/R poderia-se ajustar muitos componentes que embora sejam resultados matemáticos válidos, podem não ter correspondente significado físico. Por exemplo, ao ajustar múltiplas gaussianas a um perfil de linha uma forma de interpretar os resultados é atribuir cada componente a uma porção diferente de gás emissor. Mas tem-se que levar em conta que o espectro observado é uma convolução de espectros que podem ser provenientes de diversas fontes emissoras. Cada uma dessas fontes pode possuir um perfil

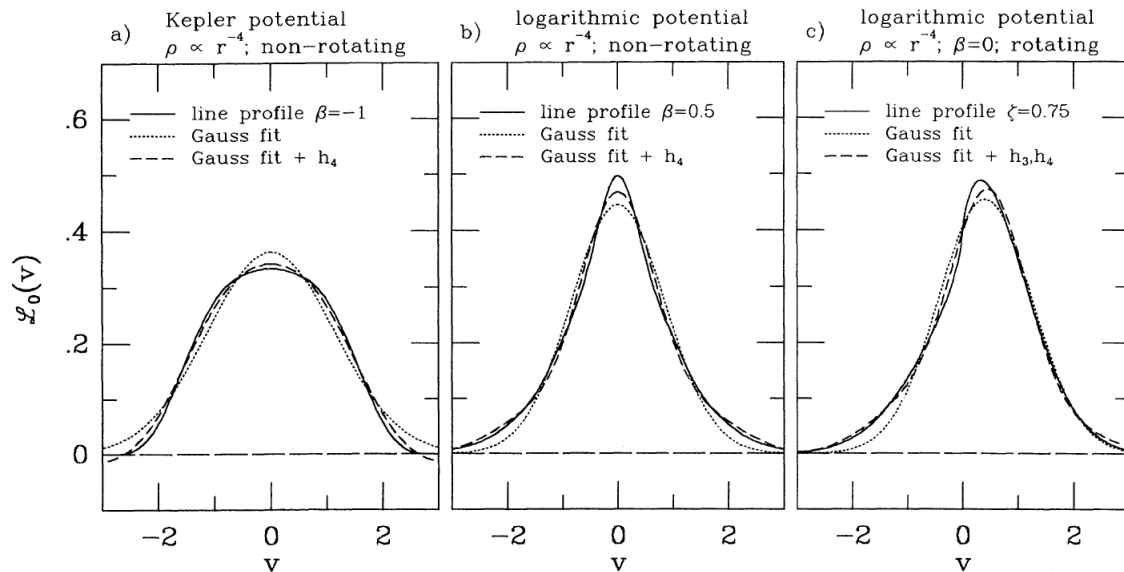


Figura 3.1: A figura apresenta os perfis de linhas gerados por diferentes potenciais com os ajustes realizados com função gaussiana e com a adição dos momentos h_3 e h_4 . Figura apresentada por van der Marel & Franx (1993).

intrínseco diferente uma das outras, significando diferentes condições do meio, cinemática e fenômenos físicos. A interpretação dos resultados portanto deve ser cuidadosa e levar em conta o efeito da convolução e a possibilidade de se obterem resultados matemáticos sem significação física.

Mesmo sem assumir modelos *a priori* ou propor mecanismos físicos por trás da emissão, a decomposição dos perfis em componentes simétricos ainda ajuda na parametrização das linhas. Esta abordagem tem sido amplamente utilizada na literatura (Whittle, 1985; Rodríguez-Ardila et al., 2006; Zakamska, et al., 2016) mas permanece em aberto o debate sobre se cada cada componente representa uma parcela de gás diferente. Assim, o método mais comum para descrever a cinemática e distribuição do gás é o ajuste de funções gaussianas aos perfis de linhas. Estudos recentes (e.g. Riffel et al, 2010) apontam que os perfis observados são melhores descritos por séries de Gauss-Hermite do que por funções gaussianas. Van der Marel & Franx (1993) tinham já mostrado que mesmo para descrever perfis gerados por diferentes potenciais, o ajuste é melhorado ao incluírem-se os momentos h_3 e h_4 , os parâmetros mais importantes em um ajuste de Gauss-Hermite.(Figura 3.1) .

Neste trabalho, realizamos a análise dos perfis de linha em emissão, com destaque para as CLs, adotando como parametrização as funções de Gauss-Hermite (GH). De acordo com Gehard (1993) e van der Marel & Franx (1993) estas podem ser descritas da seguinte forma:

$$GH = \frac{A\alpha(y)}{\sigma} \sum_n^{j=0} h_j H_j(y) \quad (3.1)$$

onde A indica a amplitude, σ a largura do perfil, λ o comprimento de onda onde o perfil é observado, λ_c o comprimento de onda em sua posição esperada, e ainda

$$y \equiv \frac{\lambda - \lambda_c}{\sigma} \quad (3.2)$$

e

$$\alpha(y) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}} e^{-y^2/2} \quad (3.3)$$

Se o perfil da linha é próximo daquele descrito por uma gaussiana, pode-se fazer a seguinte aproximação, onde:

$$H_3(y) = \frac{1}{\sqrt{6}} (2\sqrt{2}y^3 - 3\sqrt{2}y) \quad (3.4)$$

e

$$H_4(y) = \frac{1}{\sqrt{24}} (4y^4 - 12y^2 + 3) \quad (3.5)$$

obtendo, equivalente à função (3.1) truncada no quarto termo:

$$GH = \frac{A\alpha(y)}{\sigma} [1 + h_3 H_3(y) + h_4 H_4(y)] \quad (3.6)$$

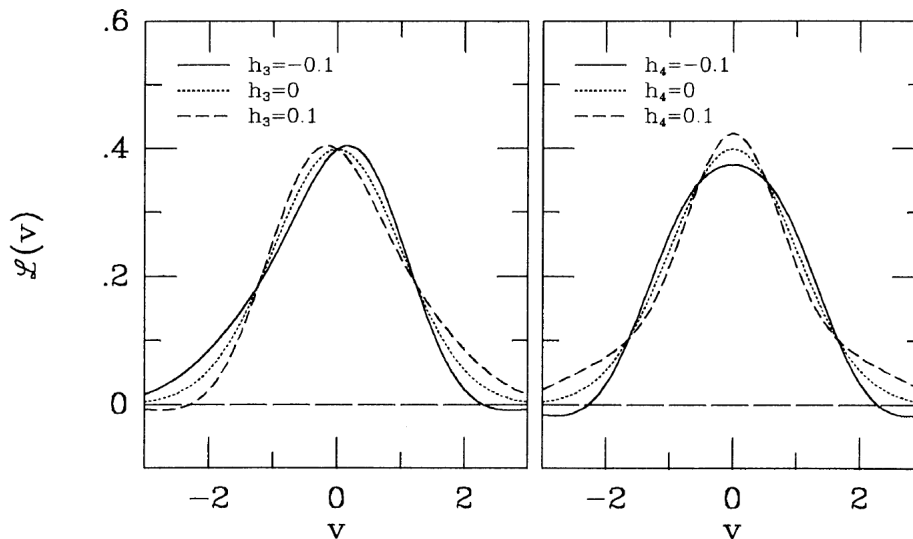


Figura 3.2: O efeito dos desvios ao perfil gaussiano causados pelos momentos h_3 e h_4 . No painel da esquerda o momento h_4 é mantido igual a zero, enquanto se modifica o momento h_3 : o centróide do perfil se desloca para esquerda ou para direita. No painel da direita o momento h_3 é mantido igual a zero, enquanto se modifica o momento h_4 : os picos são mais ou menos acentuados comparados a um perfil gaussiano. Figura apresentada por van der Marel & Franx (1993).

Da equação acima, percebe-se que se $h_3 = h_4 = 0$ então tem-se a descrição de um perfil gaussiano, sendo que os momentos h_3 e h_4 medem os desvios a partir do perfil gaussiano. O momento h_3 mede as assimetrias em relação ao perfil gaussiano e o momento h_4 mede o quanto acentuado é o pico do perfil. Para $h_3 > 0$, o pico da linha é deslocado para o azul e a asa vermelha da linha se faz assimétrica. Para $h_3 < 0$, o contrário: o pico desloca-se para o vermelho e a assimetria na asa azul se faz relevante. Para $h_4 > 0$, os picos das linhas se mostram mais acentuados e as bases mais largas, enquanto que para $h_4 < 0$, os perfis são mais alargados na base do que os gaussianos e com o topo mais achatado (Riffel, 2010; van der Marel & Franx, 1993)(Figuras 3.2 e 3.3).

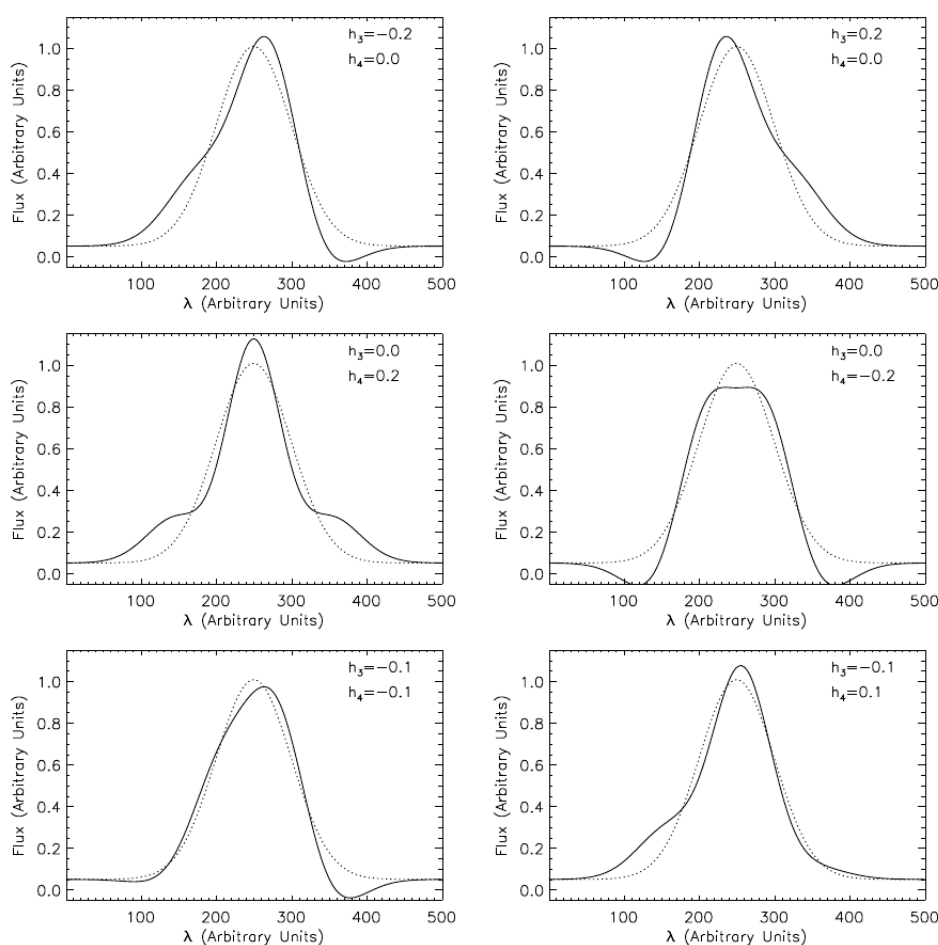


Figura 3.3: Comparação entre perfis descritos pela função gaussiana (linha pontilhada) e por séries de Gauss-Hermite (linhas contínuas) para os valores de h_3 e h_4 indicados no topo e à direita de cada painel. Figura apresentada por Riffel (2010).

Ao comparar o perfil de diversas linhas de um espectro podemos estabelecer vínculos para estudar a cinemática e possível localização das regiões onde as linhas são formadas (Evans, 1993). De forma especial como vemos em Rodriguez-Ardila, Prieto, Viegas (2004), a comparação entre perfis das linhas em emissão de baixa ionização e os perfis de linhas co-

ronais podem nos apontar as diferenças na cinemática dos diferentes componentes gasosos em um AGN.

3.2 Criação de um template de Fe II

A análise de linhas em emissão que será realizada neste trabalho envolve aspectos tais como a medição de seus fluxos e caracterização de seus perfis. No capítulo 2, foi descrito o processo de redução de dados. Mas ainda, para uma melhor caracterização dos perfis das linhas e medição de seus fluxos, foi necessário aplicar tratamentos adicionais aos espectros gerados na etapa anterior.

É amplamente documentado pela literatura (e.g. Greenstein & Schmidt, 1964; Sargent, 1968; Sigut & Pradhan, 2003; Wills et al., 1985; Kuehn et al., 2008), que AGNs de tipo I apresentam proeminente emissão de linhas de Fe II, bem como de um pseudo contínuo formado por inúmeras linhas em emissão não resolvidas deste espécie. Esta contribuição de Fe II “contamina” o fluxo e perfil das linhas em emissão de outros íons que se encontram na sua proximidade, prejudicando portanto uma análise apropriada.

Antes de proceder à parametrização desses perfis de linhas em emissão, é necessário portanto subtrair a contribuição causada pela emissão de Fe II. Para este fim foi utilizada a rotina pPXF que será descrita na próxima seção, onde será detalhado como foi subtraído o Fe II de nossos espectros. Por ora, deve-se dizer que a rotina pPXF foi alimentada com um espectro *template* de Fe II desenvolvido especialmente para o presente estudo.

Para a criação do dito *template*, procedeu-se de forma semelhante ao descrito por Boroson & Green (1992), isto é, partindo do espectro de IZw1 foram subtraídas todas as emissões que não fossem de Fe II. Obteve-se assim um *template* contendo somente as emissões deste íon.

IZw1 é uma galáxia descoberta por Zwicky (1964; 1971). Trata-se de uma NLS1 brilhante, conhecida pela sua forte emissão de Fe II, e por ter suas linhas largas relativamente estreitas. Por tudo isto, IZw1 tem servido de protótipo de emissão de Fe II em AGNs. Neste trabalho foi utilizado um espectro de IZw1 obtido por Alberto Rodríguez Ardila como PI, utilizando o espectrógrafo GOODMAN do Telescópio do SOAR na campanha SO2012A-024, com as redes de 600 e 1200, nas datas de 22 e 27 de julho de 2012 respectivamente. Este espectro foi reduzido pelo autor deste trabalho, com os mesmos métodos descritos anteriormente.

Véron-Cetty, Joly e Véron (2004) relatam a existência de quatro sistemas distintos de gás emissor em IZw1, a diferentes *redshifts*, compondo o espectro por um conjunto complexo de emissões. No primeiro sistema, dito L1, estão linhas largas da série de Balmer, descritas por uma composição lorentzianas e gaussianas dos perfis. Neste sistema, encontram-se ainda linhas de He, de Fe II entre outras menos significativas em emissão. Nos sistemas chamados N1 e N2, de diferentes *redshifts*, estão presentes linhas de emissão de $H\alpha$, $H\beta$, [O III] $\lambda\lambda$ 4959, 5007, [Ne III] $\lambda\lambda$ 3869, 3967, [Fe VII] λ 6086, [N II] $\lambda\lambda$ 6548, 6583 e [S II] $\lambda\lambda$ 6716, 6731. E por fim, há um sistema N3, de linhas estreitas que além das linhas da série de Balmer, apresenta as linhas [N II] $\lambda\lambda$ 5755, 6548, 6583, [S II] $\lambda\lambda$ 6716, 6731 e [S II] $\lambda\lambda$ 4069, 4076, [O I] $\lambda\lambda$ 5577, 6300, 6363, e [Ca II] $\lambda\lambda$ 7291,7324, além de linhas [N I] e [N II] .

Levando em conta essa observação, o processo de subtração das demais linhas em emissão, utilizado neste trabalho, difere daquele empregado por Boroson & Green (1992). Em (Véron-Cetty et al., 2004), depois de identificadas as linhas de cada sistema, foram isoladas as linhas de Fe II e criado um espectro sintético somente destas linhas. No presente trabalho, fez-se o oposto. Usando as linhas identificadas no citado trabalho, criou-se um espectro sintético composto pelas linhas dos quatro sistemas, excetuando-as as linhas de Fe II do sistema L1. Então, ao se subtrair este espectro sintético do espectro original de IZw1, obteve-se um espectro composto somente de emissões de Fe II, que era o *template* almejado.

Para tanto, implementou-se um código computacional em linguagem Python, com a finalidade de iterativamente ajustar as linhas em emissão sintéticas àquelas do espectro original. Na implementação do código, levamos em conta as larguras (FWHM) das linhas de acordo com cada um dos quatro sistemas, conforme apresentadas no citado artigo. Além disso, inicialmente foram utilizados os fluxos relativos entre linhas derivados da mecânica quântica. E então, iterativamente, por tentativa e erro, foram feitos ajustes aos vários sistemas até obter o melhor ajuste.

As figuras 3.4, 3.5 e 3.6 abaixo mostram: exemplos de modificações realizadas iterativamente nos valores de fluxo das linhas e nas razões relativas das intensidades dos sistemas, para se encontrar os melhores ajustes, assim como o resultado da subtração das diversas linhas do espectro de IZw1, obtendo assim o *template* isolado de Fe II.

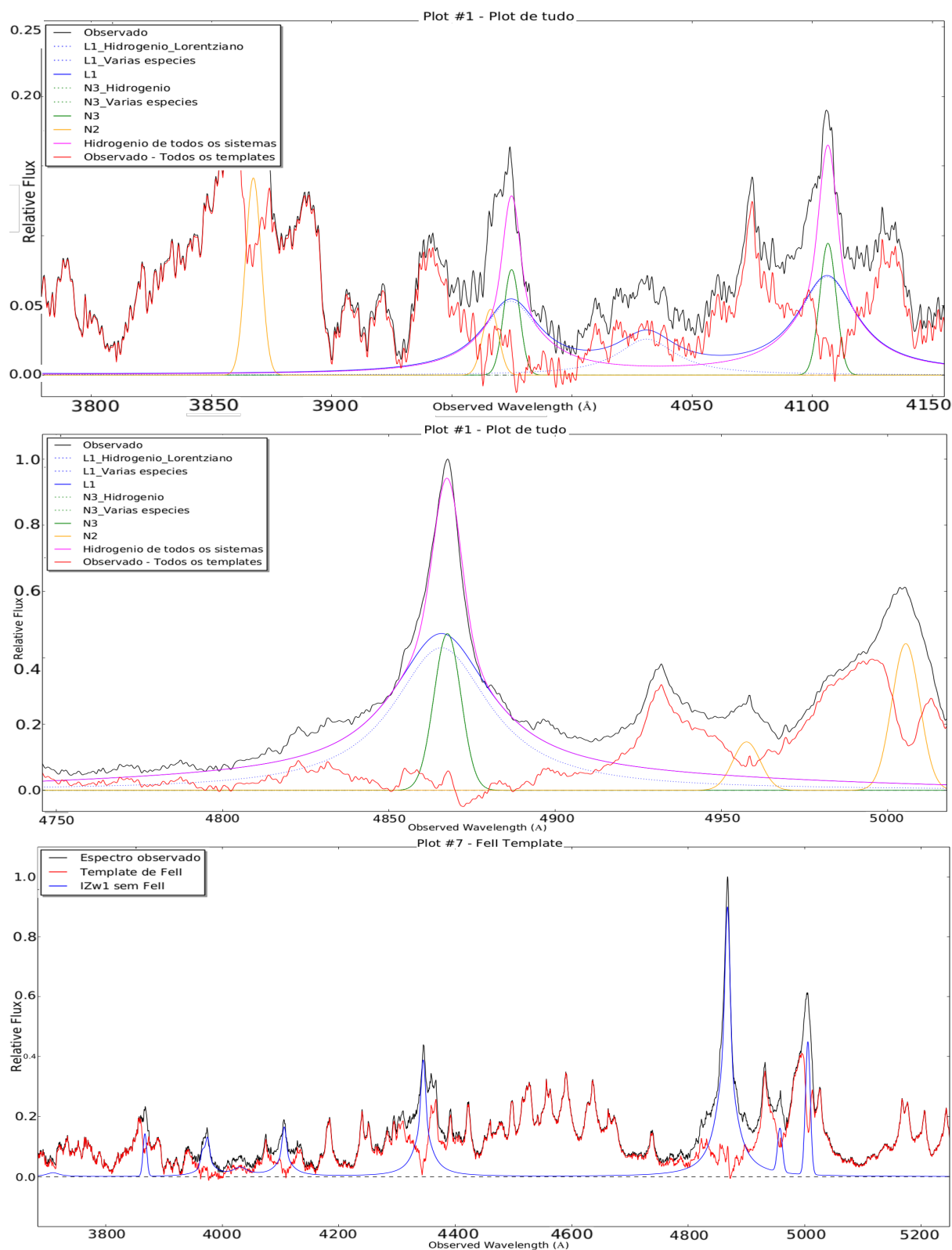


Figura 3.4: No primeiro painel são mostrados ajustes dos vários sistemas de linhas, para uma região em destaque de IZw1. No segundo painel, destaca-se a região de H β e [O III] $_{\lambda\lambda 4959,5007}$. Percebe-se como a soma dos vários componentes, ajustados em suas intensidades, reproduzem de forma confiável o perfil da linha de hidrogênio. O terceiro painel traz o espectro original de IZw1, o espectro sintético gerado através da soma dos fluxos dos diversos sistemas e o espectro *template* de Fe II que é a subtração do primeiro pelo segundo.

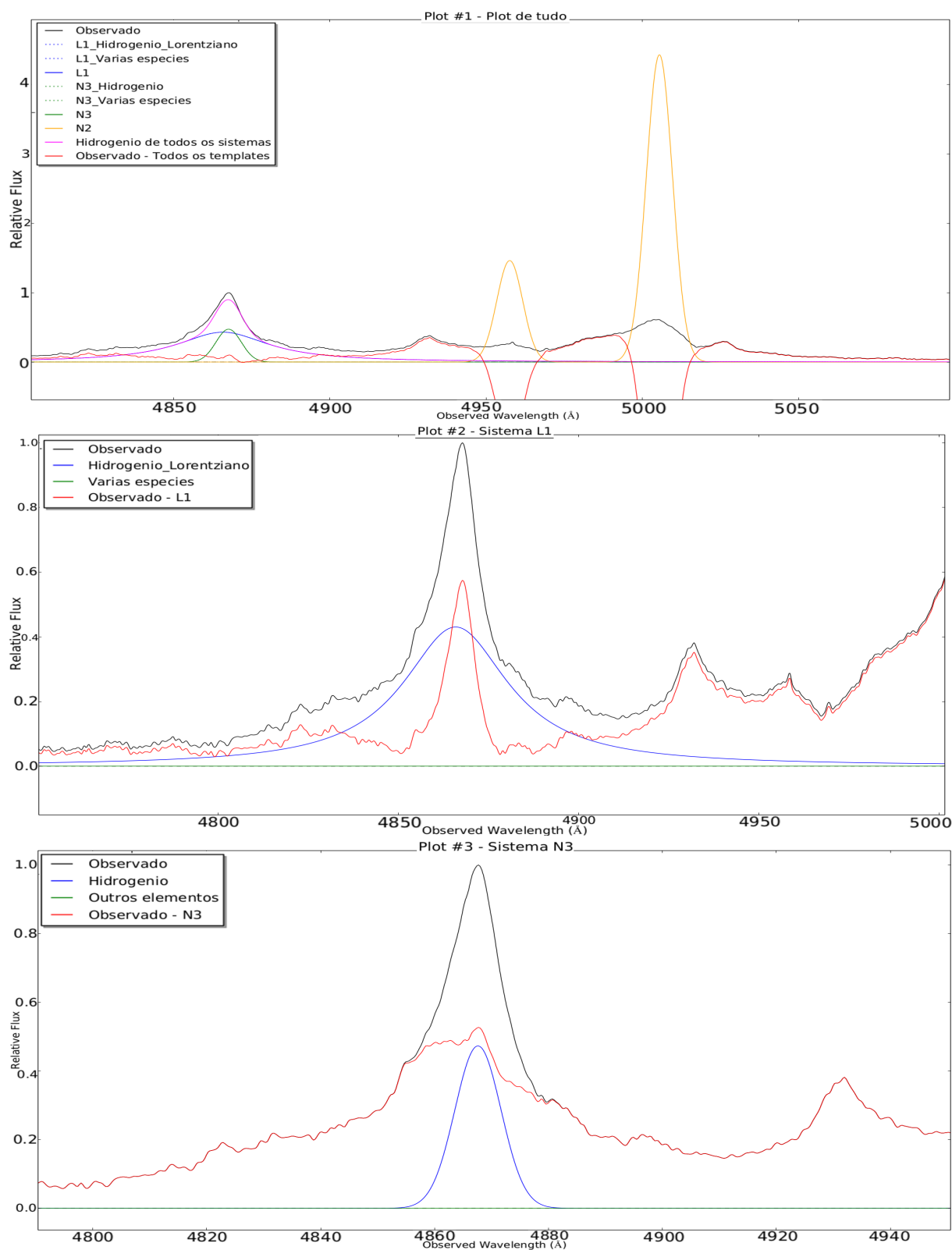


Figura 3.5: O painel superior mostra um ajuste equivocado, que provoca grandes erros no espectro sintético gerado; é levado em conta neste ajuste as razões entre fluxos da física estatística, onde a razão de fluxos $[O III]_{\lambda 4959}/H_{\beta}$ estreito é um valor maior que 3. Para um ajuste melhor, como mostrado na figura 3.4, no segundo painel, temos de usar intensidades muito menores para o sistema N2. No painel central e inferior temos, respectivamente, o ajuste do perfil isolado de H_{β} lorentziano e H_{β} gaussiano com os fluxos residuais. A soma desses dois perfis está reproduzida no painel centra da figura 3.4.

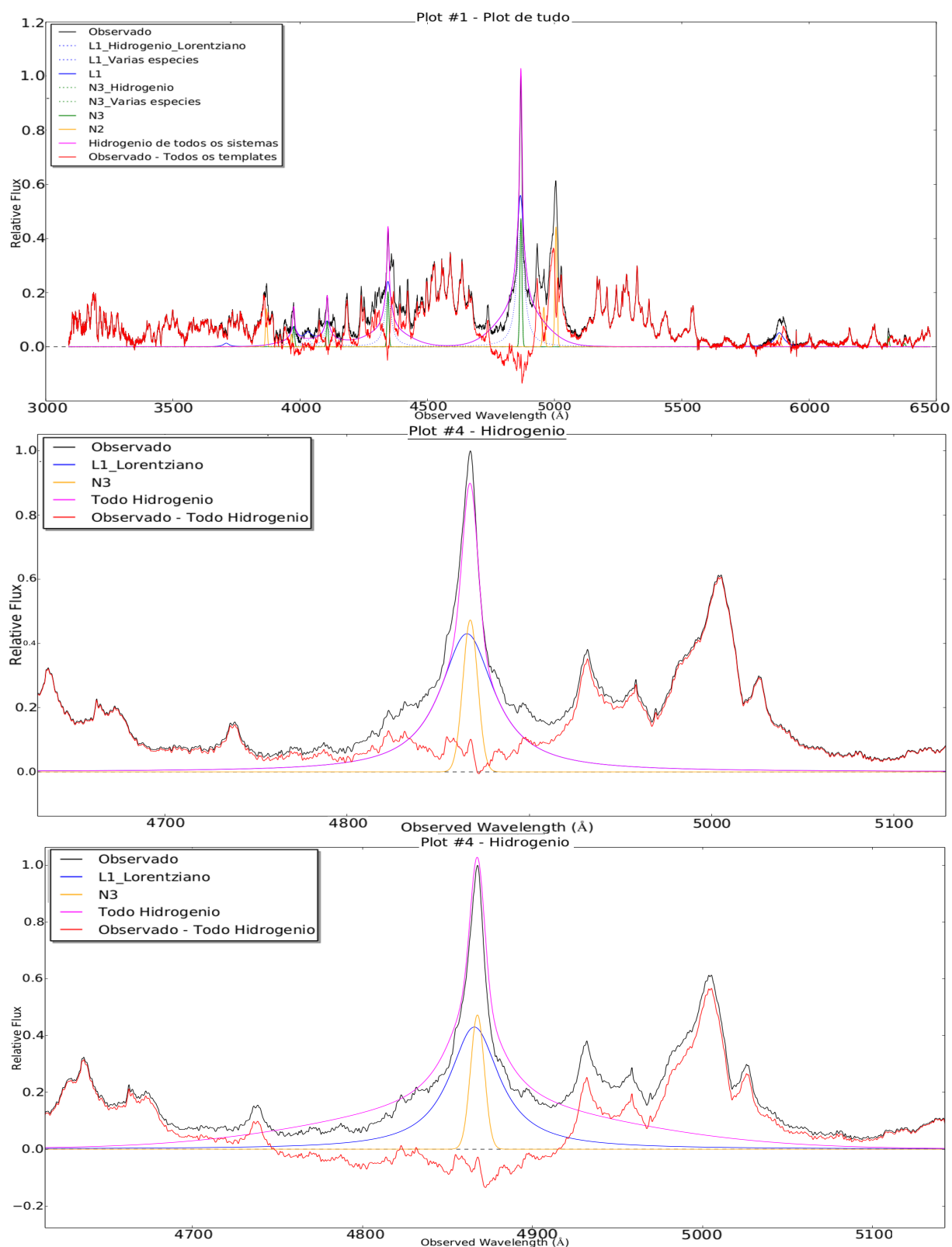


Figura 3.6: Nos três painéis desta figura, todos os sistemas se mantiveram fixos, exceto o de linhas lorentzianas que representam a emissão de H I pela BLR. Iterativamente, foi-se ajustando esse sistema: no painel central é apresentado um ajuste adequado; nos painéis superior e inferior esse sistema recebe valores de fluxos muito altos, o seu excesso causa um contínuo de Fe II com fluxo negativo. No painel superior tem-se uma visão de todo o espectro *template* de Fe II, enquanto no inferior é mostrado um corte na região de H_{β} e $[O III]\lambda\lambda 4959, 5007$.

3.3 Utilização da rotina pPXF para ajuste dos perfis das linhas em emissão

Na seção 3.1 foi discutida a importância da parametrização de linhas em emissão no estudo da cinemática em AGNs. Falou-se, também, das vantagens que a parametrização através de polinômios de Gauss-Hermite pode oferecer para este fim. Nesta seção, pretende-se explicar como foi utilizado um código computacional, a fim de obter uma parametrização das linhas em emissão dos espectros dos AGNs que compõe a amostra deste trabalho. Neste sentido, aqui, descreve-se brevemente o método *penalized Pixel Fiting* (pPXF) implementado em linguagem *Python*, que utilizamos para esta finalidade, bem como os ajustes que foram necessários.

Na tentativa de compreender a dinâmica estelar nas galáxias, um dos requisitos é recuperar, das observações, informações sobre distribuições de velocidade na linha de visada (LOSVD - do inglês *Line of sight velocity distributions*). Se pudéssemos considerar uma galáxia como um sistema puramente estelar, seu espectro observado seria a soma dos espectros estelares individuais, dados os devidos pesos a cada um, convoluída com a LOSVD. Recuperar, portanto, a LOSVD trata-se de um processo de deconvolução do espectro galáctico. É nesse campo que se encontra o método pPXF, que busca obter uma LOSVD descrita por uma parametrização com polinômios de Gauss-Hermite, trabalhando no espaço de píxeis.

No método em questão, a recuperação da LOSVD começa pela criação de um espectro modelo da galáxia $G_{mod}(x)$, através da convolução de um espectro *template* (padrão) $T(x)$ com uma função LOSVD parametrizada:

$$G_{mod}(x) = \sum_{k=l}^K w_k [B * T_k](x) + \sum_{l=0}^L b_l P_l(x), \quad (3.7)$$

onde $l(x)$ são polinômios de Legendre, w_k e b_l são pesos dados às respectivas parcelas dos somatórios e $*$ indica a convolução. Ainda, $B(x) = L(cx)$ é a função de alargamento, com $L(v)$ a desejada LOSVD e c a velocidade da luz. T_k é um espectro *template*, correspondente à soma dos espectros estelares, normalmente encontrados em uma biblioteca de espectros. A LOSVD é parametrizada como vimos nas equações de (3.1) a (3.6), da seguinte forma:

$$L(v) = \frac{e^{-(1/2)y^2}}{\sigma\sqrt{2\pi}} \left[1 + \sum_{m=3}^M h_m H_m(y) \right] \quad (3.8)$$

onde $y = (v-V)/\sigma$, sendo V a velocidade sistêmica e v a velocidade ajustada. Os melhores ajustes dos parâmetros para a LOSVD desejada são determinados através da minimização do χ^2 do primeiro ao último (N) pixel:

$$\chi^2 = \sum_{n=1}^N r_n^2, \quad (3.9)$$

sendo r_n os resíduos, dados por:

$$r_n = \frac{G_{mod}(x_n) - G(x_n)}{\Delta G(x_n)}, \quad (3.10)$$

onde $G(x_n)$ é o espectro observado da galáxia.

Uma descrição mais completa do método pode ser encontrada no artigo de Capellari & Emsellem (2004). Segue um resumo, como proposto no citado artigo, dos algoritmos implementados:

- O código começa com um chute inicial dos parâmetros V e σ , que indica a largura inicial do perfil, dados pelo usuário, enquanto os parâmetros de Gauss-Hermite h_3, \dots, h_M são iniciados com valor igual a zero;
- em seguida, resolve-se o subproblema da equação (3.7);
- computam-se os resíduos dados pela equação (3.10);
- perturbam-se os resíduos encontrados;
- com os resíduos alterados alimenta-se a rotina de minimização de χ^2 , realizam-se iterações partindo do segundo passo.

A implementação do método em linguagem Python foi feita pelos autores do código (Capellari e Emsellen) e está disponível *online*. Ela utiliza os pacotes como *mpfit*, *scipy*, e a tradução em Python do *MINPACK* de Moré et al. (1980). A distribuição vem complementada com uma maior documentação onde o código é descrito em maiores detalhes. Entre os usos, citados pelos criadores do código, estão:

- a extração da cinemática estelar;
- extração da cinemática do gás;
- caracterização da população estelar através das linhas em absorção do espectro da galáxia.

O presente trabalho visa estudar os perfis das linhas em emissão, de baixa e alta ionização, para estimar parâmetros relacionados com a largura e forma dos perfís. Por um lado portanto, há o interesse em se recuperar a LOSVD dos objetos da amostra. De outro lado, a extração da cinemática do gás em emissão através de um ajuste silmutâneo de todas as linhas em emissão presentes nos espectros, não forneceria os dados de interesse, já que o código forneceria um único conjunto de parâmetros para todas as linhas: $V_{(sistema)}$, $\sigma_{(sistema)}$, $h_{3(sistema)}$ e $h_{4(sistema)}$. Foi feita uma investigação, porém, se os arquivos de configurações do código poderiam ser alterados, de forma que este resultasse em dados de interesse para cada uma das linhas em emissão, quais sejam, a posição de seu centroide, seu fluxo e a caracterização de seu perfil por uma parametrização de Gauss-Hermite. O resultado foi positivo e adiante se descrevem algumas alterações e parâmetros utilizados. Ainda, a implementação do pPXF permitiu a subtração da contribuição no espectro da população estelar, bem como a subtração da contribuição causada pela emissão de Fe II.

É importante mencionar que não foram realizados esforços em analisar o espectro estelar subtraído. Isso porque ele representa apenas o contínuo ajustado pelo pPFX mas pode não refletir a distribuição de população estelar na galáxia. Por exemplo, tipicamente, entre 4 a 5 estrelas são utilizadas para compor o *template* estelar final enquanto que a população estelar real pode conter outras populações não consideradas no ajuste.

Na seção 3.2 discorreu-se brevemente, sobre como a contribuição de Fe II contamina o espectro dos objetos e prejudica a análise dos perfis das linhas em emissão. O mesmo pode ser dito para a contribuição da população estelar. Em ambos os casos, essas contribuições podem afetar os perfis das linhas em emissão, resultando em parametrizações inadequadas, ou modificando os fluxos medidos. Foi dito, nesta seção, sobre a implementação do método pPXF, que ele em seu ponto inicial utiliza de um espectro *template* representativo da contribuição da população estelar. De fato, para este trabalho foi utilizada a biblioteca de espectros estelares MILES, na sua versão 9.1 (Sánchez-Blázquez et al., 2006). O código de configuração foi modificado de forma a fornecer como saída o espectro da galáxia subtraído dessas contribuições.

Nas galáxias Seyfert 2 da nossa amostra, a principal contribuição subtraída foi a estelar, no caso das galáxias do tipo Seyfert 1, foi subtraída a contribuição de Fe II. Neste caso, ao invés de fornecer ao código uma biblioteca estelar, este foi modificado para fazer a leitura do espectro *template* de Fe II criado para este fim, como já descrito. Nestas últimas, não foi subtraída a componente estelar, pois os espectros não apresentavam absorções estelares para um adequado ajuste de um *template* representativo. Os resultados são mostrados nas figuras 3.7 a 3.11.

Os espectros estelares da biblioteca MILES têm intervalo espectral que vai de 3540.5 Å a 7409.6 Å, e o *template* de Fe II de 3090.3 Å a 6476.3 Å. Por esse motivo, alguns objetos tiveram seus espectros recortados, e algumas linhas em emissão interessantes ficaram de fora deste primeiro ajuste realizado pelo pPXF. A saber, a linha de [Ne V] λ 3425 e as linhas de [S II] λ 6716, 6731; a primeira no caso de AGNs do tipo Seyfert 2, e as segundas no caso de AGNs do tipo Seyfert 1.

No entanto, os fluxos e perfis dessas linhas ainda puderam ser analisadas como as demais. De fato, estas linhas se localizam em regiões do espectro que são pouco afetadas pela contribuição, seja da população estelar, ou seja da emissão de Fe II, de forma que seu perfil não sofre alterações. Em relação às intensidades, como estamos medindo fluxos relativos a partir do contínuo, bastou aplicar um fator de normalização entre as regiões do espectro ajustadas pelo pPXF e aquelas regiões não ajustadas, de forma que se mantivesse a coerência entre elas.

Uma vez subtraídas as contribuições citadas, prosseguiu-se com a análise das linhas em emissão através da parametrização de Gaus-Hermite. Originalmente, o código permitia que se fizessem máscaras para ocultar linhas em emissão de modo que estas não fossem contabilizadas na obtenção da LOSVD do objeto. Modificou-se o código dos arquivos de configuração, para que fosse possível analisar, individualmente, cada uma das linhas em emissão de interesse dos espectros dos objetos da presente amostra. As alterações realizadas permitiram um processo de certa forma inverso: as regiões que não possuíam linhas de interesse foram mascaradas, e a região analisada, uma por vez, era aquela que continha uma linha em emissão de interesse.

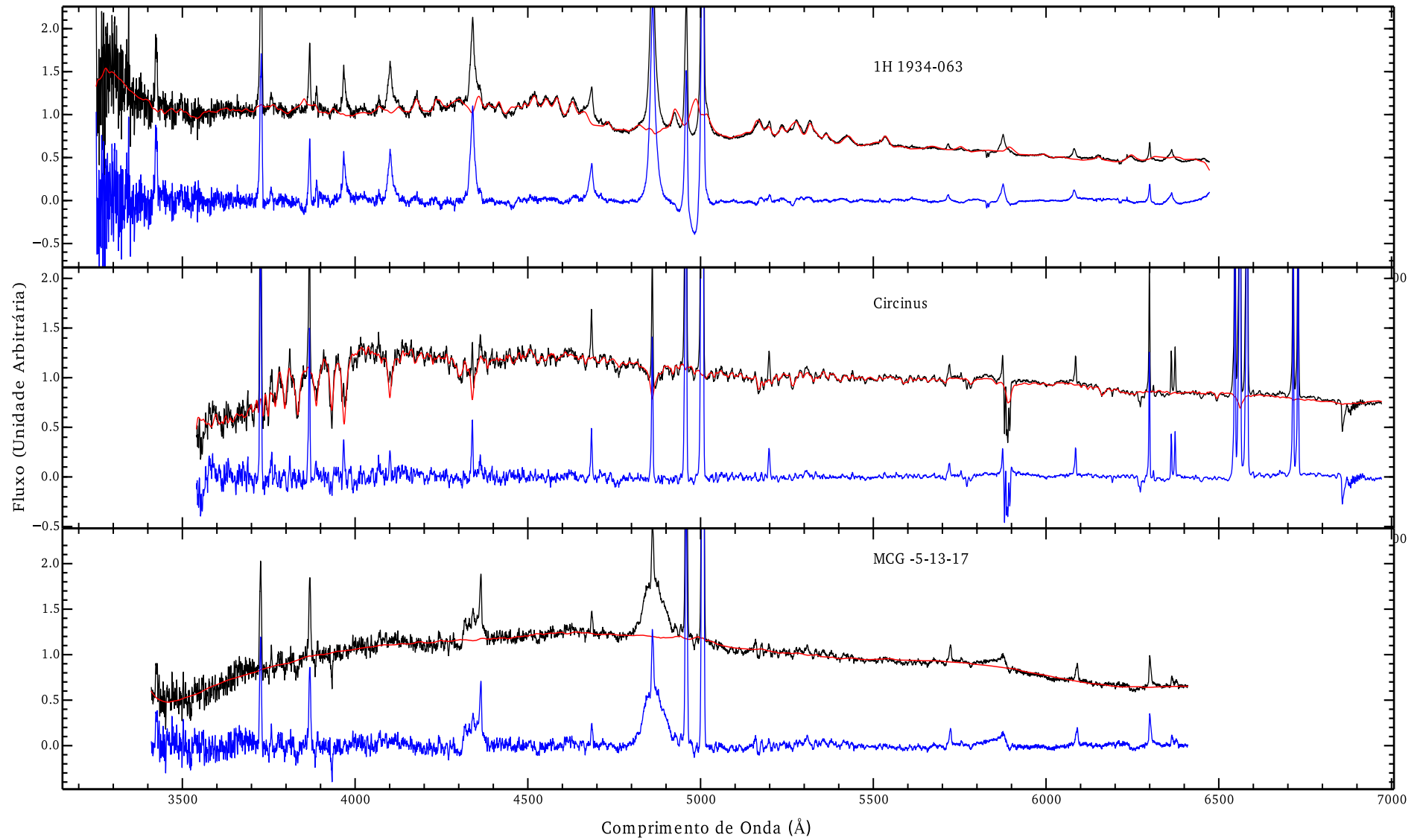


Figura 3.7: A figura apresenta resultados de um objeto da amostra em cada painel. Os espectros observados estão em preto, o ajuste do *template* estelar ou de Fe II estão em vermelho, e o espectro do objeto subtraído deste *template* estão em azul.

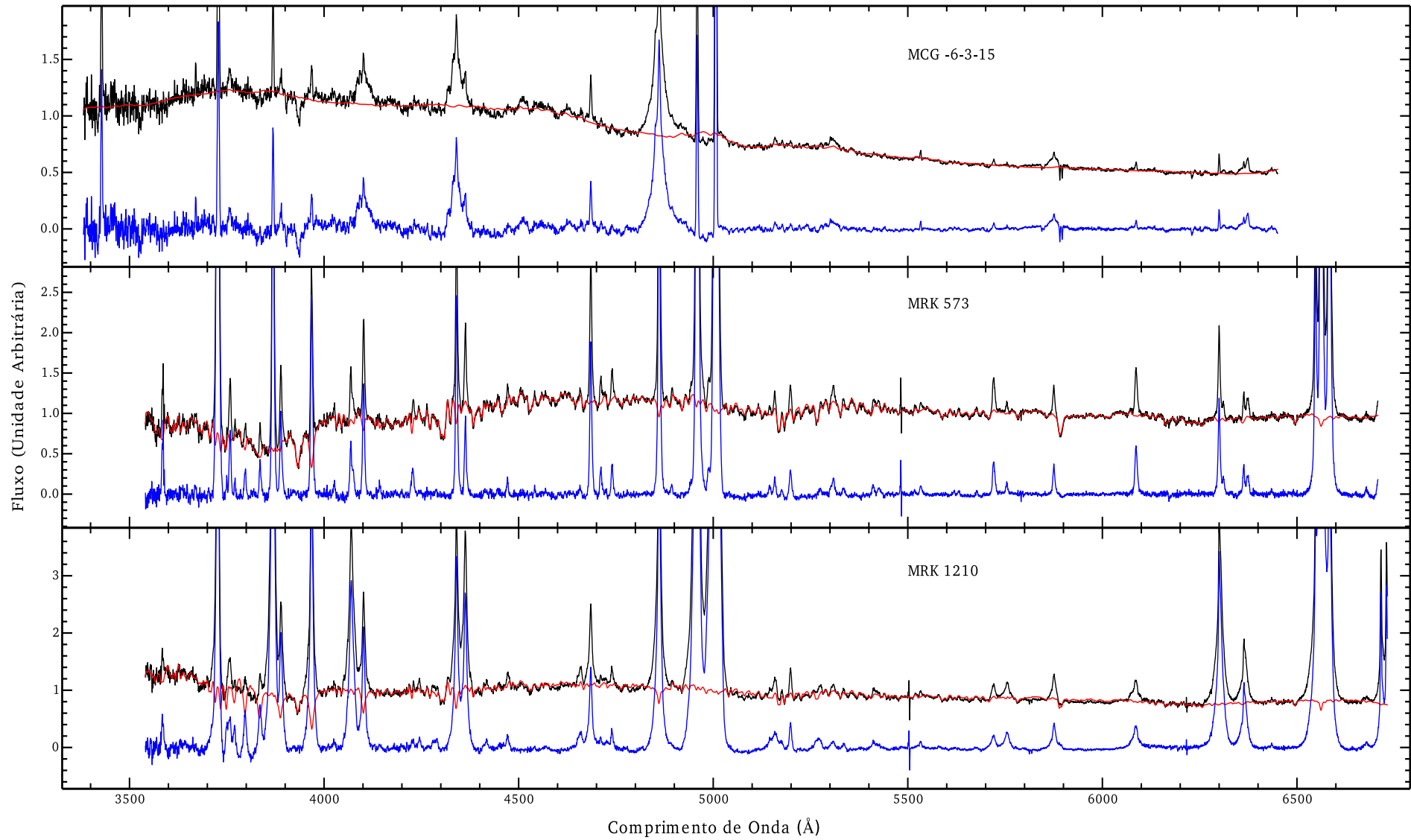


Figura 3.8: O mesmo que a figura 3.7 (continuação)

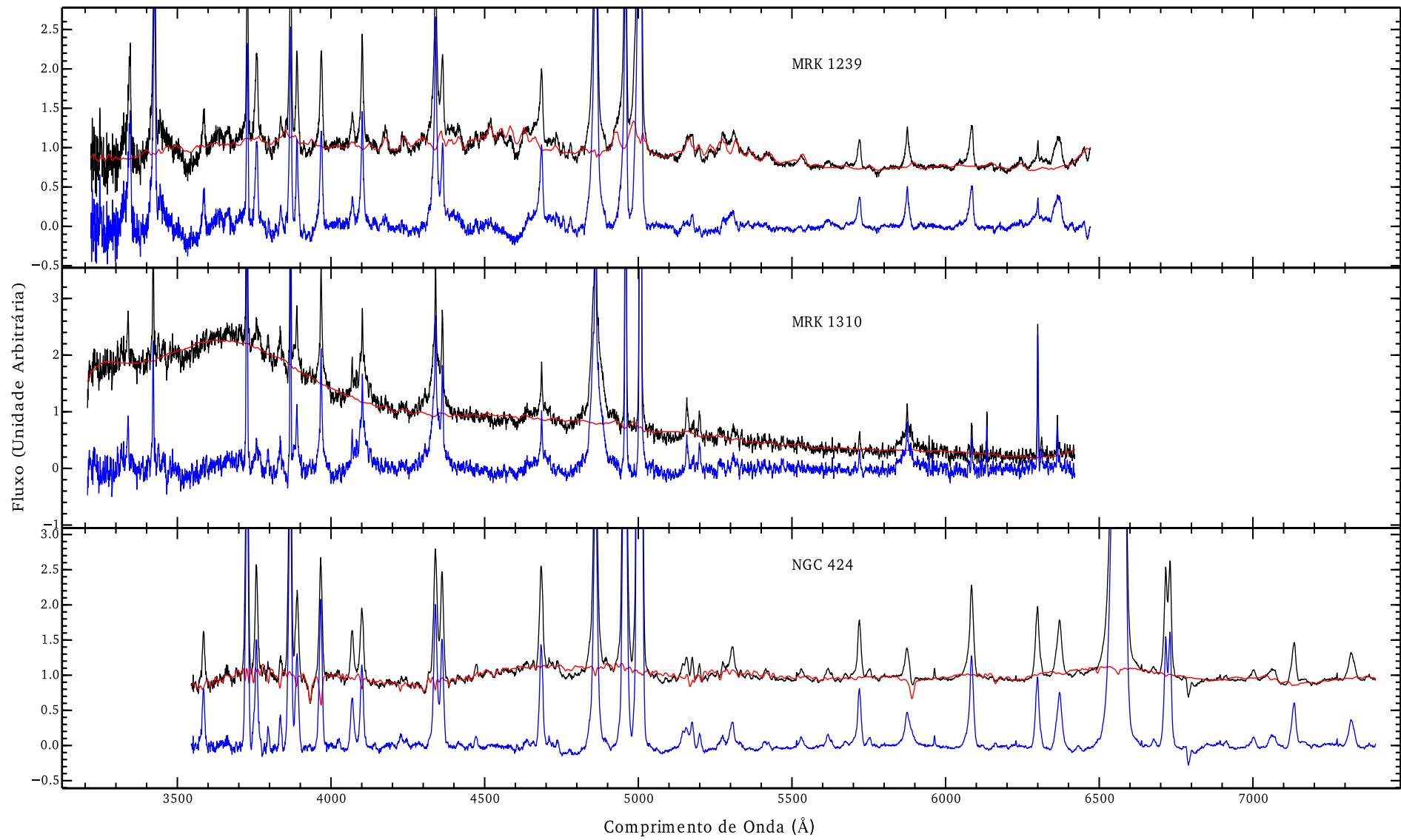


Figura 3.9: O mesmo que a figura 3.7 (continuação)

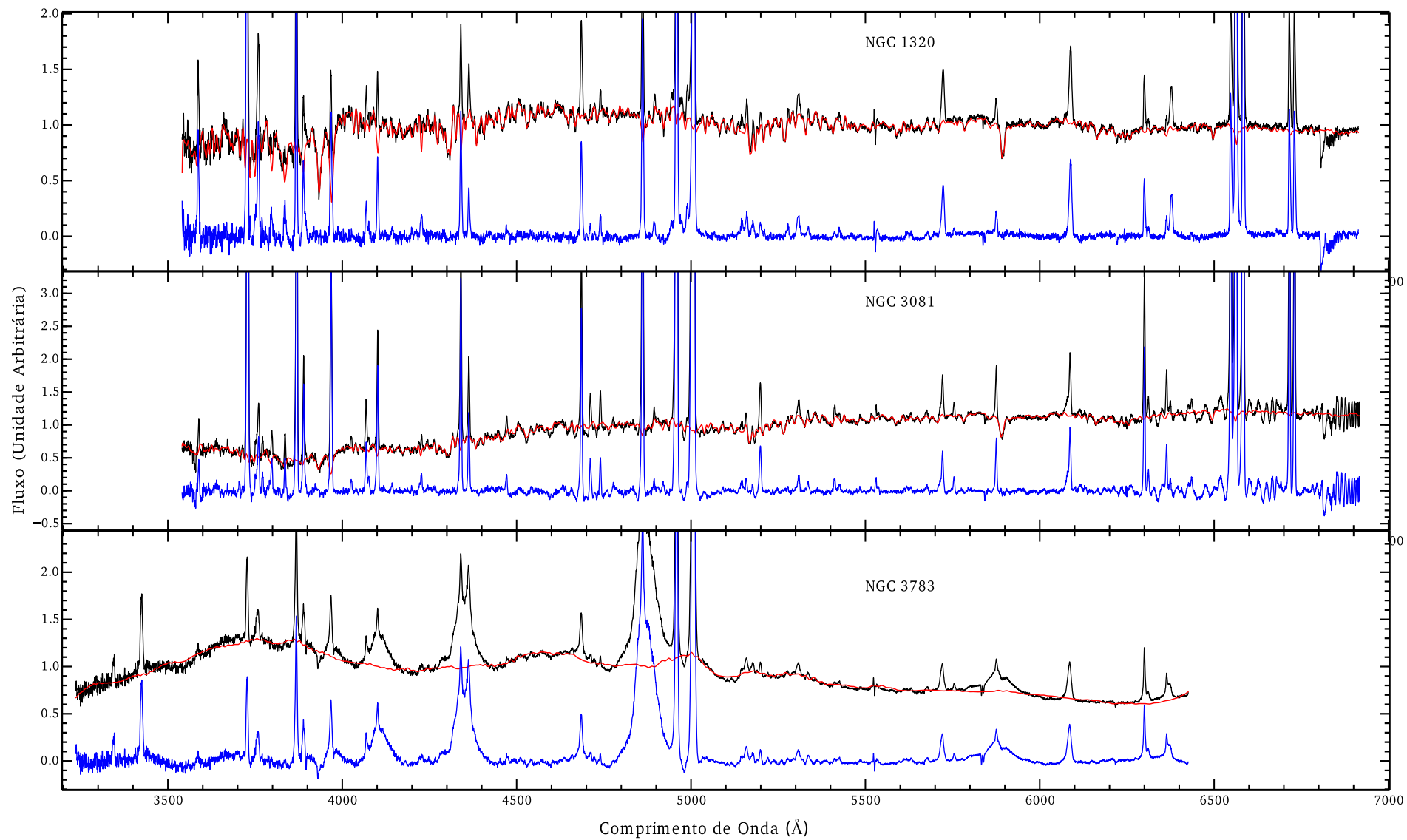


Figura 3.10: O mesmo que a figura 3.7 (continuação)

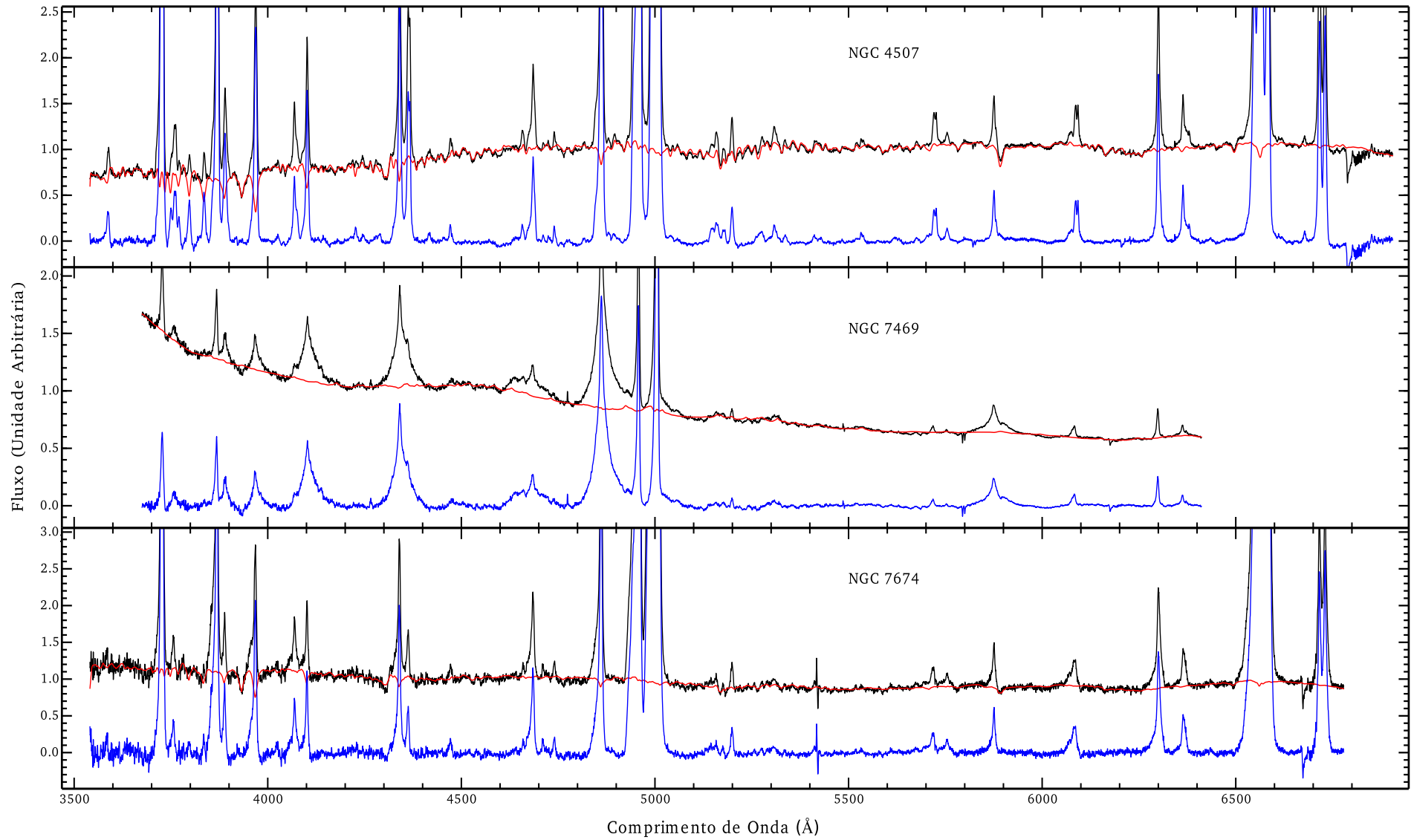


Figura 3.11: O mesmo que a figura 3.7 (continuação)

Como foi dito, acerca do algoritmo utilizado pelo método pPXF, o usuário deve fornecer um chute inicial para os valores de V e σ . Acontece, porém, que o código é capaz de fornecer diversos resultados, para diferentes entradas. Alguns desses resultados não têm significado físico algum e alguns ajustes encontrados não forneciam dados coerentes com a literatura. Foram estabelecidos intervalos para V e σ que correspondessem de valores típicos a extremos encontrados em AGNs, mas que pudessem conduzir a soluções realistas, conforme a literatura. Foi feita uma modificação no código, para que os chutes fossem feitos automaticamente, valor a valor, a cada iteração, de tal forma que ao final tivessem sido utilizadas todas as combinações de chutes iniciais possíveis para aqueles intervalos estabelecidos.

Dessa forma, o código forneceu, para cada linha em emissão escolhida de cada um dos objetos da amostra, um resultado por iteração. Desses dados resultantes, foram escolhidos os melhores valores para cada linha de acordo com os seguintes critérios:

- Não poderiam apresentar valores de V , σ ou fluxo muito diferentes do que se poderia inferir de medidas realizadas com o LINER ou a tarefa *splot* do IRAF;
- deveria haver consistência entre os dados de um mesmo objeto, por exemplo, não é de se esperar que duas linhas de mesmo PI e de um mesmo íon apresentem resultados muito diferentes para V ou σ ;
- os valores não deveriam ser muito discrepantes de dados já previstos na literatura;
- o χ^2 do ajuste e os erros nos parâmetros deveriam ser os menores obtidos entre as iterações para uma mesma linha.

As tabelas dos resultados finais para cada galáxia se encontram na seção 3.4. Para cada galáxia da presente amostra, foram criados alguns arquivos de configuração, contendo as linhas que deveriam ser analisadas, além da região do espectro onde estas se encontravam e os valores de chutes iniciais para cada linha. Os resultados são apresentados nos capítulos seguintes, onde são analisados.

Ainda, em respeito ao ajuste do perfil das linhas em emissão, deve-se destacar que para algumas delas foi necessário um procedimento de isolamento. Acontece que linhas como a de [Fe X] $\lambda 6375$, por exemplo, estão em região próxima a uma outra linha, o que ocasiona uma junção de seus perfis (*blend*), isto é, uma interferência e soma do sinal das linhas. No exemplo dado a linha de [Fe X] se mistura à linha de [O I] $\lambda 6364$ causando

esse efeito. Para analisar corretamente o perfil de uma linha de interesse, nesses casos, é preciso primeiro isolá-la. Esse procedimento foi feito com a rotina LINER. O espectro resultante desse isolamento é que foi analisado e pode ser visto nas figuras da seção 3.4. As principais linhas que precisaram, em alguns casos, desse procedimento foram as seguintes: $H\beta$, para separar os componentes estreito e largo; [Fe X] como foi dito; [O III] λ 4363 para isolá-la de $H\gamma$; as linhas de [S II] λ λ 6716, 6731; no caso de NGC 4507, as linhas de [Fe VII] λ λ 5721, 6087 que possuem duas componentes estreitas e uma larga.

3.4 Resultados

Nesta seção apresentam-se os resultados obtidos após a execução do código pPXF, com as modificações que foram expostas anteriormente. Os ajustes às linhas são apresentados nas figuras de 6.1 a 6.15 do Anexo 1, a figura 3.12 é apresentada aqui como exemplo. Em seguida, apresentam-se as tabelas de 3.2 a 3.16 com os parâmetros fornecidos pelo código. Abaixo, é apresentada a tabela 3.1 com as linhas que serão utilizadas na análise deste trabalho.

Íons	λ (Å)	PI (eV)	Íons	λ (Å)	PI (eV)	Íons	λ (Å)	PI (eV)
[O I]	6300	0	[Ne v]	3426	97.1	[Ca VIII]	23213	127
[S II]	6716	10.4	[Fe VII]	3759	99.1	[Si VI]	19630	167
[S II]	6731	10.4	[Fe VII]	5721	99.1	[Fe XI]	7892	262
[O II]	3727	13.6	[Fe VII]	6087	99.1	[S VIII]	9913	280
$H\beta$	4861	13.6	[Fe X]	6375	233.6	[S IX]	12520	328
[O III]	5007	35.1				[Fe XIII]	10747	331
[Ne III]	3869	41				[Si X]	14301	351

Tabela 3.1: Linhas utilizadas na análise. O λ indica o comprimento de onda da linha (Å), PI o potencial de ionização (eV). O esquema de cores é o mesmo que será apresentado na análise: em azul são apresentadas linhas dos íons de baixa e média ionização dos espectros observados; em vermelho são apresentadas as CLs dos espectros observados; em verde são apresentadas as CLs obtidas de trabalhos da literatura.

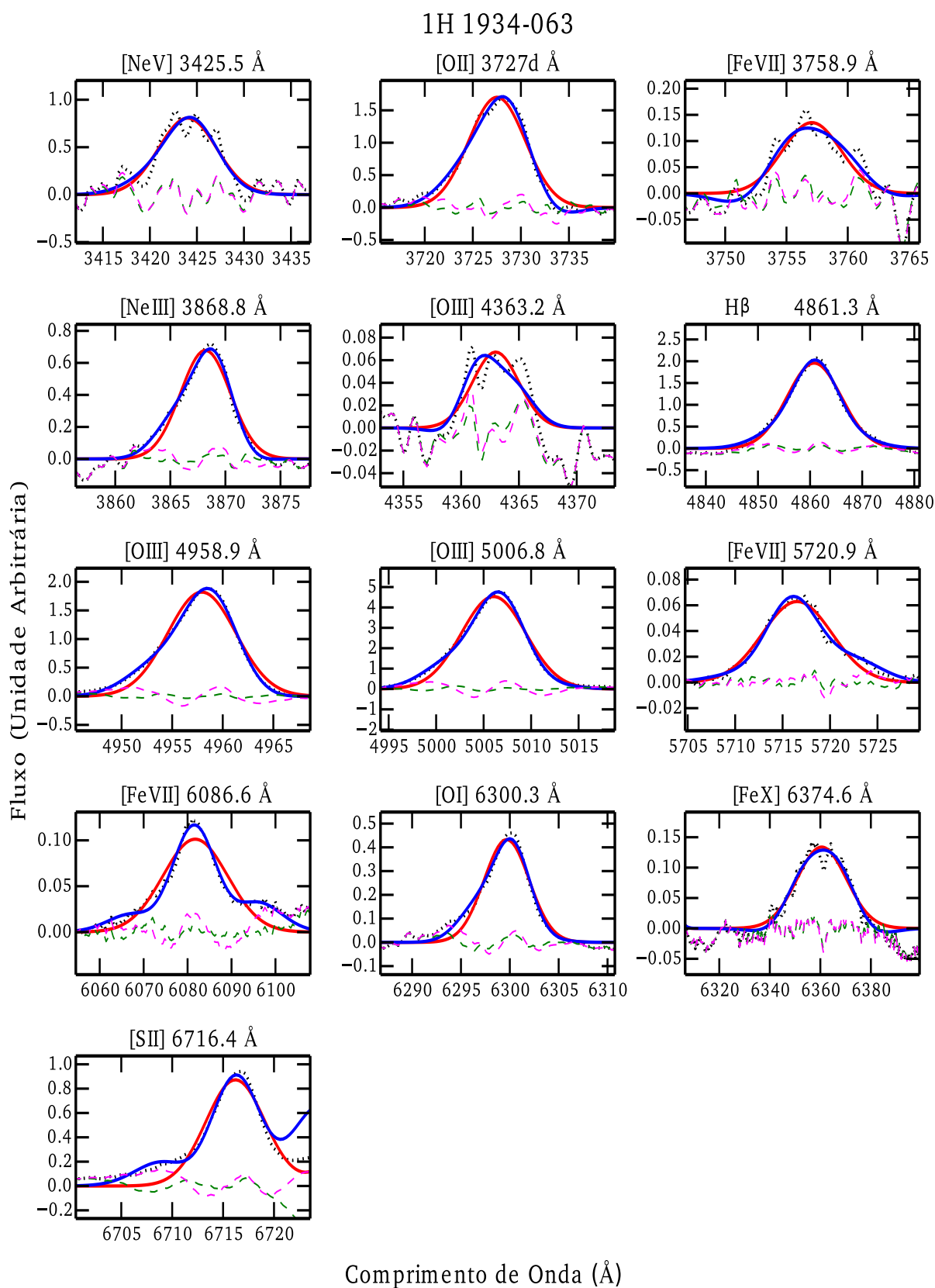


Figura 3.12: Para cada painel, mostra-se o ajuste realizado à linha em emissão identificada na parte superior. A linha pontilhada em preto indica o espectro observado e já tratado como foi descrito. As linhas sólidas em azul e vermelho indicam, respectivamente, os ajustes feitos com polinômios de Gauss-Hermite e com gaussianas somente. As linhas tracejadas em verde e magenta representam os resíduos dos ajustes anteriores.

Linha ajustada	$V^{(a)}$	$\Delta V^{(a)}$	$\sigma^{(a)}$	$\Delta\sigma^{(a)}$	h3	$\Delta h3$	h4	$\Delta h4$	Fluxo ^(b)
[Ne V] $\lambda 3425.5$	-126	1	239.5	0.7	-0.07	0.00	0.03	0.00	2.24E-12
[O II] $\lambda 3727d$	55	0	208.9	0.3	-0.17	0.00	-0.02	0.00	4.04E-12
[Fe VII] $\lambda 3758.9$	-144	3	189.3	2.5	0.12	0.02	-0.21	0.01	2.48E-13
[Ne III] $\lambda 3868.8$	-22	1	125.0	1.2	-0.26	0.01	0.11	0.01	1.23E-12
[O III] $\lambda 4363.2$	-87	5	88.9	3.8	0.56	0.03	0.20	0.06	9.55E-14
H β	-30	0	301.5	0.2	-0.02	0.00	0.06	0.00	4.70E-12
[O III] $\lambda 4958.9$	-49	0	178.8	0.2	-0.14	0.00	0.06	0.00	2.76E-12
[O III] $\lambda 5006.8$	-35	0	172.3	0.1	-0.12	0.00	0.09	0.00	9.47E-12
[Fe VII] $\lambda 5720.9$	-234	5	166.7	7.0	0.11	0.02	0.14	0.03	1.28E-13
[Fe VII] $\lambda 6086.6$	-230	4	336.6	4.7	0.08	0.01	0.23	0.01	4.12E-13
[O I] $\lambda 6300.3$	-44	1	82.8	1.3	-0.20	0.01	0.13	0.01	1.37E-13
[Fe X] $\lambda 6374.6$	-661	3	443.4	2.6	-0.02	0.01	-0.09	0.01	1.58E-13
[S II] $\lambda 6716.4$	-4	0	107.4	0.6	-0.06	0.00	0.21	0.00	4.04E-13
[S II] $\lambda 6730.8$	-23	0.35	114.3	0.5	-0.22	0.00	0.22	0.00	3.71E-13

Tabela 3.2: A tabela mostra os parâmetros de cada linha ajustada fornecidos pelo código executado. Na coluna “Linhas ajustadas” são apresentados os nomes das linhas ajustadas e seu respectivo comprimento de onda; aqui também está presente o componente estelar para as galáxias Seyfert 2. Unidades: ^(a) km s⁻¹, ^(b) ergs cm⁻² s⁻¹. Os resultados são de 1H 1934-063.

Linha ajustada	$V^{(a)}$	$\Delta V^{(a)}$	$\sigma^{(a)}$	$\Delta\sigma^{(a)}$	h3	$\Delta h3$	h4	$\Delta h4$	Fluxo ^(b)
Stellar	-2	1	151.4	1.9	0.00	0.00	0.22	0.01	—
[Ne V] $\lambda 3425.5$	-54	0.56	292.1	0.9	-0.03	0.00	0.06	0.00	2.21E-13
[O II] $\lambda 3727d$	58	0	150.7	0.3	-0.03	0.00	-0.07	0.00	6.72E-13
[Ne III] $\lambda 3868.8$	30	1	99.7	1.7	-0.23	0.01	0.09	0.01	3.57E-13
[O III] $\lambda 4363.2$	33	3	151.2	4.2	0.12	0.02	0.39	0.03	6.36E-14
H β	50	1	72.6	1.5	-0.23	0.02	-0.02	0.01	2.23E-13
[O III] $\lambda 4958.92$	29	0	89.7	0.4	-0.20	0.00	0.10	0.00	8.68E-13
[O III] $\lambda 5006.8$	27	0	90.7	0.1	-0.20	0.00	0.11	0.00	2.52E-12
[Fe VII] $\lambda 5720.9$	64	6	99.4	9.5	-0.16	0.05	0.09	0.07	2.25E-14
[Fe VII] $\lambda 6086.6$	51	3	86.5	3.4	-0.30	0.03	0.14	0.04	4.97E-14
[O I] $\lambda 6300.3$	62	6	26.4	2.6	-0.17	0.07	-0.25	0.02	1.25E-13
[Fe X] $\lambda 6374.6$	71	1	35.4	2.2	-0.31	0.04	-0.18	0.03	4.82E-14
[S II] $\lambda 6716.4$	64	0	30.3	0.3	-0.24	0.01	-0.28	0.01	2.25E-13

Tabela 3.3: O mesmo que a tabela 3.2, para Circinus.

Linha ajustada	$V^{(a)}$	$\Delta V^{(a)}$	$\sigma^{(a)}$	$\Delta\sigma^{(a)}$	h3	$\Delta h3$	h4	$\Delta h4$	Fluxo ^(b)
[Ne V] $\lambda 3425.5$	-9	1.21	243.6	1.4	0.24	0.00	0.14	0.01	6.72E-13
[O II] $\lambda 3727d$	-59	0.32	172.0	0.3	-0.09	0.00	-0.13	0.00	1.42E-12
[Fe VII] $\lambda 3758.9$	-70	1.76	89.2	1.3	-0.31	0.02	-0.73	0.02	1.04E-13
[Ne III] $\lambda 3868.8$	4	0.45	160.0	0.6	-0.08	0.00	0.03	0.00	1.11E-12
[O III] $\lambda 4363.2$	35	1.02	111.4	1.2	-0.27	0.01	0.18	0.01	6.04E-13
H β	-44	0.63	136.8	0.6	0.12	0.00	-0.16	0.00	7.65E-13
[O III] $\lambda 4958.9$	-86	0.14	133.7	0.2	0.06	0.00	-0.01	0.00	3.72E-12
[O III] $\lambda 5006.8$	-47	0.04	135.6	0.0	0.07	0.00	0.00	0.00	8.82E-12
[Fe VII] $\lambda 5720.9$	110	1.8	137.4	2.7	-0.10	0.01	0.11	0.01	1.93E-13
[Fe VII] $\lambda 6086.6$	137	2.04	157.9	2.0	-0.20	0.01	-0.03	0.02	1.98E-13
[O I] $\lambda 6300.3$	16	1.03	99.5	1.5	0.21	0.01	0.21	0.01	2.97E-13
[Fe X] $\lambda 6374.6$	105	5	142.2	4.7	-0.16	0.03	-0.07	0.04	6.39E-14
[S II] $\lambda 6716.4$	-25	1.06	54.4	3.3	0.07	0.02	0.17	0.05	2.41E-13

Tabela 3.4: O mesmo que a tabela 3.2, para MCG -5-13-17.

Linha ajustada	$V^{(a)}$	$\Delta V^{(a)}$	$\sigma^{(a)}$	$\Delta\sigma^{(a)}$	h3	$\Delta h3$	h4	$\Delta h4$	Fluxo ^(b)
[Ne V] $\lambda 3425.5$	251	1	87.3	1.1	0.01	0.01	0.02	0.01	7.54E-13
[O II] $\lambda 3727d$	102	0.22	141.1	0.3	-0.01	0.00	-0.08	0.00	1.18E-12
[Fe VII] $\lambda 3758.9$	-91	2.83	291.8	3.1	0.15	0.01	0.03	0.01	2.04E-13
[Ne III] $\lambda 3868.8$	5	0	92.1	0.5	0.01	0.00	0.19	0.01	4.14E-13
[O III] $\lambda 4363.2$	-61	1.45	230.9	2.1	0.03	0.01	0.15	0.01	2.70E-13
H β	-36	0.54	90.2	1.0	0.07	0.01	0.04	0.01	2.75E-13
[O III] $\lambda 4958.9$	-49	0.17	84.9	0.2	0.01	0.00	-0.17	0.00	6.07E-13
[O III] $\lambda 5006.8$	-10	0.08	80.1	0.1	0.01	0.00	-0.06	0.00	2.29E-12
[Fe VII] $\lambda 5720.9$	18	11.09	66.3	10.3	-0.16	0.13	0.33	0.17	2.35E-14
[Fe VII] $\lambda 6086.6$	-29	4.89	144.2	6.1	-0.62	0.06	0.61	0.09	5.08E-14
[O I] $\lambda 6300.3$	-48	0.82	42.6	0.7	0.16	0.02	-0.68	0.01	2.07E-14
[Fe X] $\lambda 6374.6$	-126	2.03	273.1	1.3	-0.11	0.01	0.45	0.01	8.91E-14
[S II] $\lambda 6716.4$	7	0	27.9	1.5	-0.04	0.01	0.00	0.00	6.69E-14

Tabela 3.5: O mesmo que a tabela 3.2, para MCG -6-3-15 .

Linha ajustada	$V^{(a)}$	$\Delta V^{(a)}$	$\sigma^{(a)}$	$\Delta\sigma^{(a)}$	h3	$\Delta h3$	h4	$\Delta h4$	Fluxo ^(b)
Stellar	1	1	59.3	0.4	0.09	0.02	0.95	0.02	—
[Fe VII] $\lambda 3587.1$	20	0.58	121.9	0.7	-0.07	0.00	0.11	0.01	4.30E-14
[O II] $\lambda 3727d$	120	0.04	212.5	0.1	0.00	0.00	0.07	0.00	7.78E-13
[Fe VII] $\lambda 3758.9$	121	0.54	136.0	0.9	-0.05	0.00	0.03	0.01	4.31E-14
[Ne III] $\lambda 3868.8$	125	0.08	122.9	0.2	0.07	0.00	0.15	0.00	3.41E-13
[O III] $\lambda 4363.2$	134	0.48	119.5	1.1	0.08	0.00	0.16	0.01	4.64E-14
H β	116	0.08	132.0	0.2	0.06	0.00	0.16	0.00	2.39E-13
[O III] $\lambda 4958.92$	118	0.02	120.8	0.0	0.09	0.00	0.17	0.00	8.97E-13
[O III] $\lambda 5006.8$	119	0.01	120.7	0.0	0.09	0.00	0.17	0.00	2.65E-12
[Fe VII] $\lambda 5720.9$	132	0.82	139.5	1.0	0.12	0.00	0.06	0.01	2.00E-14
[Fe VII] $\lambda 6086.6$	145	0.53	139.0	0.7	0.07	0.00	0.06	0.00	2.84E-14
[O I] $\lambda 6300.3$	-50	0.28	73.1	0.8	0.00	0.00	0.24	0.01	4.65E-14
[Fe X] $\lambda 6374.6$	-80	0.98	137.9	0.7	0.15	0.01	-0.20	0.01	1.26E-14

Tabela 3.6: O mesmo que a tabela 3.2, para MRK 573 .

Linha ajustada	$V^{(a)}$	$\Delta V^{(a)}$	$\sigma^{(a)}$	$\Delta\sigma^{(a)}$	h3	$\Delta h3$	h4	$\Delta h4$	Fluxo ^(b)
Stellar	13	3	50.3	1.0	-0.13	0.04	0.56	0.03	—
[Fe VII] $\lambda 3587.1$	-85	1.12	115.5	0.7	0.34	0.01	0.46	0.01	2.79E-14
[O II] $\lambda 3727d$	107	0.04	227.4	0.1	-0.05	0.00	0.13	0.00	6.38E-13
[Fe VII] $\lambda 3758.9$	8	1.05	447.2	0.8	0.15	0.00	-0.18	0.00	5.05E-14
[Ne III] $\lambda 3868.8$	118	0.04	291.5	0.1	-0.04	0.00	0.20	0.00	8.60E-13
[O III] $\lambda 4363.2$	-24	0.16	278.5	0.2	0.02	0.00	0.13	0.00	1.98E-13
H β	114	0.08	286.6	0.1	-0.04	0.00	0.20	0.00	4.12E-13
[O III] $\lambda 4958.92$	106	0.02	254.8	0.0	-0.05	0.00	0.22	0.00	1.30E-12
[O III] $\lambda 5006.8$	108	0.01	247.4	0.0	-0.06	0.00	0.21	0.00	3.71E-12
[Fe VII] $\lambda 5720.9$	119	1.9	317.9	2.9	0.02	0.01	0.16	0.01	1.98E-14
[Fe VII] $\lambda 6086.6$	83	1.2	358.3	1.5	-0.03	0.00	0.19	0.00	3.48E-14
[O I] $\lambda 6300.3$	214	0.14	317.2	0.2	0.00	0.00	0.18	0.00	2.52E-13
[S II] $\lambda 6716.4$	134	0.12	106.5	0.2	0.22	0.00	0.39	0.00	8.77E-14

Tabela 3.7: O mesmo que a tabela 3.2, para MRK 1210 .

Linha ajustada	$V^{(a)}$	$\Delta V^{(a)}$	$\sigma^{(a)}$	$\Delta\sigma^{(a)}$	h3	$\Delta h3$	h4	$\Delta h4$	Fluxo ^(b)
[Ne V] $\lambda 3425.5$	-69	0.17	356.7	0.2	-0.13	0.00	0.14	0.00	3.65E-12
[O II] $\lambda 3727d$	51	0.17	170.1	0.3	-0.09	0.00	0.05	0.00	1.54E-12
[Fe VII] $\lambda 3758.9$	-101	0.44	332.3	0.5	-0.12	0.00	0.08	0.00	1.21E-12
[Ne III] $\lambda 3868.8$	-32	0.17	220.9	0.2	-0.13	0.00	0.12	0.00	1.98E-12
[O III] $\lambda 4363.2$	-19	0.45	260.1	0.6	0.09	0.00	0.11	0.00	8.14E-13
H β	30	0	79.1	0.0	0.01	0.00	0.05	0.00	6.44E-15
[O III] $\lambda 5006.8$	-68	0.04	258.6	0.0	-0.18	0.00	0.15	0.00	9.08E-12
[Fe VII] $\lambda 5720.9$	-123	1.28	311.1	1.4	-0.15	0.00	0.09	0.00	3.63E-13
[Fe VII] $\lambda 6086.6$	-161	0.95	332.1	1.0	-0.17	0.00	0.09	0.00	5.22E-13
[O I] $\lambda 6300.3$	-28	1.4	85.1	1.9	-0.22	0.01	0.14	0.02	8.86E-14
[Fe X] $\lambda 6374.6$	-386	1.38	446.2	1.0	-0.19	0.00	-0.17	0.00	3.93E-13
[S II] $\lambda 6716.4$	-3	0	60.5	0.8	-0.08	0.01	0.06	0.01	3.52E-13
[S II] $\lambda 6730.8$	-2	0.91	52.1	2.6	-0.16	0.02	0.07	0.05	3.11E-13

Tabela 3.8: O mesmo que a tabela 3.2, para MRK 1239 .

Linha ajustada	$V^{(a)}$	$\Delta V^{(a)}$	$\sigma^{(a)}$	$\Delta\sigma^{(a)}$	h3	$\Delta h3$	h4	$\Delta h4$	Fluxo ^(b)
[Ne V] $\lambda 3425.5$	-365	0	115.6	0.7	-0.05	0.00	0.11	0.00	2.08E-14
[O II] $\lambda 3727d$	-75	0.09	150.7	0.1	0.00	0.00	-0.01	0.00	4.57E-14
[Fe VII] $\lambda 3758.9$	-65	0.69	316.1	0.6	0.17	0.00	0.56	0.00	1.10E-14
[Ne III] $\lambda 3868.8$	-46	0	60.0	0.7	-0.03	0.00	0.01	0.01	3.13E-14
[O III] $\lambda 4363.2$	-71	0.35	150.1	0.4	-0.23	0.00	0.11	0.00	1.34E-14
H β	36	0	81.5	0.3	-0.10	0.00	0.03	0.00	1.78E-14
[O III] $\lambda 4958.9$	120	0.12	58.6	0.5	-0.05	0.00	0.13	0.01	6.43E-14
[O III] $\lambda 5006.8$	2	0.02	64.1	0.1	-0.02	0.00	0.12	0.00	2.11E-13
[Fe VII] $\lambda 5720.9$	-58	1.49	65.7	3.3	0.06	0.02	0.04	0.03	1.64E-15
[Fe VII] $\lambda 6086.6$	-99	2.91	58.1	1.7	0.58	0.05	-0.12	0.03	2.43E-15
[O I] $\lambda 6300.8$	-31	0	22.3	0.1	0.02	0.01	0.16	0.00	2.96E-15
[Fe X] $\lambda 6374.6$	-107	0.84	182.2	0.8	0.51	0.00	-0.03	0.00	5.06E-16
[S II] $\lambda 6716.4$	-8	0.3	43.2	0.1	0.00	0.00	0.03	0.00	6.60E-15
[S II] $\lambda 6730.8$	-12	0	42.9	0.1	0.00	0.00	0.03	0.00	8.87E-15

Tabela 3.9: O mesmo que a tabela 3.2, para MRK 1310 .

Linha ajustada	$V^{(a)}$	$\Delta V^{(a)}$	$\sigma^{(a)}$	$\Delta\sigma^{(a)}$	h3	$\Delta h3$	h4	$\Delta h4$	Fluxo ^(b)
Stellar	-17	2	158.6	1.6	-0.20	0.01	0.00	0.01	—
[Ne V] $\lambda 3425$	-151	0.17	364.2	0.2	-0.03	0.00	0.07	0.00	3.02E-13
[Fe VII] $\lambda 3587.1$	267	1.03	369.7	1.3	-0.12	0.00	0.12	0.00	6.95E-14
[O II] $\lambda 3727d$	446	0.16	316.6	0.2	-0.03	0.00	0.05	0.00	3.35E-13
[Fe VII] $\lambda 3758.9$	345	0.56	382.1	0.8	-0.06	0.00	0.13	0.00	1.33E-13
[Ne III] $\lambda 3868.8$	343	0.17	333.1	0.2	-0.03	0.00	0.09	0.00	3.44E-13
[O III] $\lambda 4363.2$	-205	0.54	346.8	0.6	-0.06	0.00	0.06	0.00	1.12E-13
H β	429	0.21	407.0	0.3	-0.02	0.00	0.11	0.00	3.58E-13
[O III] $\lambda 4958.92$	347	0.08	319.4	0.1	-0.05	0.00	0.07	0.00	6.30E-13
[O III] $\lambda 5006.8$	348	0.03	306.1	0.0	-0.06	0.00	0.05	0.00	1.79E-12
[Fe VII] $\lambda 5720.9$	391	0.93	309.3	1.1	-0.07	0.00	0.10	0.00	5.39E-14
[Fe VII] $\lambda 6086.6$	374	0.61	328.6	0.7	-0.09	0.00	0.11	0.00	8.95E-14
[O I] $\lambda 6300.3$	-137	0.62	252.6	0.7	-0.04	0.00	0.04	0.00	6.13E-14
[Fe X] $\lambda 6374.6$	-104	0.91	306.7	1.1	0.06	0.00	0.09	0.00	5.63E-14
[S II] $\lambda 6716.4$	-9	0.4	211.8	0.5	-0.05	0.00	0.08	0.00	8.89E-14

Tabela 3.10: O mesmo que a tabela 3.2, para NGC 424 .

Linha ajustada	$V^{(a)}$	$\Delta V^{(a)}$	$\sigma^{(a)}$	$\Delta\sigma^{(a)}$	h3	$\Delta h3$	h4	$\Delta h4$	Fluxo ^(b)
Stellar	117	0	95.3	0.8	-0.07	0.00	0.02	0.01	—
[Ne V] $\lambda 3425.5$	-34	0.08	131.2	0.3	-0.03	0.00	0.15	0.00	6.84E-14
[Fe VII] $\lambda 3587.1$	113	0.47	142.9	0.7	-0.05	0.00	0.02	0.00	1.18E-14
[O II] $\lambda 3727d$	118	0.1	156.7	0.1	-0.02	0.00	0.00	0.00	5.20E-14
[Fe VII] $\lambda 3758.9$	176	0.48	209.9	0.6	-0.22	0.00	0.09	0.00	1.69E-14
[Ne III] $\lambda 3868.8$	99	0.16	98.3	0.3	0.03	0.00	-0.03	0.00	3.09E-14
[O III] $\lambda 4363.2$	127	1.26	112.4	1.9	0.16	0.01	0.08	0.01	4.69E-15
H β	126	0.18	107.4	0.3	0.04	0.00	0.06	0.00	2.01E-14
[O III] $\lambda 4958.92$	120	0.06	94.8	0.1	0.07	0.00	0.07	0.00	6.51E-14
[O III] $\lambda 5006.8$	121	0.02	91.9	0.0	0.07	0.00	0.08	0.00	1.96E-13
[Fe VII] $\lambda 5720.9$	230	0.73	182.9	0.9	-0.09	0.00	0.04	0.00	6.72E-15
[Fe VII] $\lambda 6086.6$	222	0.47	170.3	0.5	-0.07	0.00	0.02	0.00	9.23E-15
[O I] $\lambda 6300.3$	117	1.36	67.7	1.3	0.32	0.02	0.11	0.02	3.78E-15
[Fe X] $\lambda 6374.6$	276	0.87	175.6	1.2	-0.06	0.00	0.12	0.00	5.31E-15
[SII] $\lambda 6716.4$	112	0.47	67.8	0.5	0.30	0.01	0.15	0.01	8.31E-15
[SII] $\lambda 6730.8$	115	0.48	66.7	0.5	0.29	0.01	0.18	0.01	8.07E-15

Tabela 3.11: O mesmo que a tabela 3.2, para NGC 1320 .

Linha ajustada	$V^{(a)}$	$\Delta V^{(a)}$	$\sigma^{(a)}$	$\Delta\sigma^{(a)}$	h3	$\Delta h3$	h4	$\Delta h4$	Fluxo ^(b)
Stellar	-35	1	129.7	0.7	-0.14	0.00	0.05	0.00	—
[Ne V] $\lambda 3345.4$	427.35	0	105.3	0.2	-0.26	0.00	0.02	0.00	5.62E-14
[Ne V] $\lambda 3425.5$	343.14	0	72.2	0.1	-0.18	0.00	0.12	0.00	1.54E-13
[Fe VII] $\lambda 3587.1$	266	2.2	89.9	2.6	-0.42	0.02	-0.31	0.03	1.05E-14
[O II] $\lambda 3727d$	234	0.04	153.6	0.0	-0.01	0.00	-0.03	0.00	3.37E-13
[Fe VII] $\lambda 3758.9$	155	0.53	238.0	0.6	-0.28	0.00	0.18	0.00	3.97E-14
[Ne III] $\lambda 3868.8$	166	0	73.2	0.2	-0.09	0.00	0.05	0.00	2.24E-13
[O III] $\lambda 4363.2$	121	0.76	86.3	1.8	-0.10	0.01	0.15	0.02	2.97E-14
H β	116	0.09	81.6	0.2	-0.07	0.00	0.12	0.00	1.54E-13
[O III] $\lambda 4958.92$	121	0.03	76.4	0.1	-0.10	0.00	0.09	0.00	6.22E-13
[O III] $\lambda 5006.8$	123	0.01	77.5	0.0	-0.10	0.00	0.10	0.00	1.87E-12
[Fe VII] $\lambda 5720.9$	117	0.61	174.2	0.7	-0.26	0.00	0.20	0.00	1.96E-14
[Fe VII] $\lambda 6086.6$	117	0.35	168.5	0.4	-0.28	0.00	0.25	0.00	3.05E-14
[O I] $\lambda 6300.3$	130	0.7	50.5	0.7	-0.25	0.01	0.11	0.01	3.47E-14
[Fe X] $\lambda 6374.6$	93	2.43	126.1	2.5	-0.52	0.04	0.48	0.05	6.19E-15
[S II] $\lambda 6716.4$	132	0.19	55.9	0.2	-0.27	0.00	0.06	0.00	7.35E-14
[S II] $\lambda 6730.8$	136	0.28	48.6	0.2	-0.33	0.01	0.07	0.00	7.37E-14

Tabela 3.12: O mesmo que a tabela 3.2, para NGC 3081 .

Linha ajustada	$V^{(a)}$	$\Delta V^{(a)}$	$\sigma^{(a)}$	$\Delta\sigma^{(a)}$	h3	$\Delta h3$	h4	$\Delta h4$	Fluxo ^(b)
[Ne V] $\lambda 3425.5$	-96	0.51	272.4	0.7	-0.03	0.00	0.09	0.00	1.39E-12
[O II] $\lambda 3727d$	-5	0.43	175.6	0.5	-0.04	0.00	0.00	0.00	1.00E-12
[Fe VII] $\lambda 3758.9$	-145	1.69	311.5	1.6	-0.19	0.01	-0.04	0.01	5.25E-13
[Ne III] $\lambda 3868.8$	-53	0.28	146.6	0.7	-0.06	0.00	0.18	0.00	1.61E-12
[O III] $\lambda 4363.2$	-91	0.97	212.0	1.0	-0.13	0.00	-0.03	0.00	5.04E-13
H β	-13	0.3	109.5	0.4	-0.09	0.00	0.01	0.00	6.78E-13
[O III] $\lambda 4958.92$	-22	0.07	149.5	0.1	-0.03	0.00	0.11	0.00	4.43E-12
[O III] $\lambda 5006.8$	-24	0.03	161.1	0.0	0.00	0.00	0.08	0.00	1.22E-11
[Fe VII] $\lambda 5720.9$	-49	1.39	245.4	1.7	-0.04	0.00	0.06	0.00	3.88E-13
[Fe VII] $\lambda 6086.6$	-75	1.07	251.5	1.2	-0.08	0.00	0.03	0.00	5.22E-13
[O I] $\lambda 6300.3$	-37	0.39	81.0	1.1	-0.05	0.00	0.20	0.01	3.13E-13
[Fe X] $\lambda 6374.6$	-196	2.55	499.7	8.1	-0.08	0.01	0.20	0.01	4.75E-13
[S II] $\lambda 6730.8$	-12	1	40.4	1.3	-0.02	0.01	0.10	0.02	2.80E-13

Tabela 3.13: O mesmo que a tabela 3.2, para NGC 3783 .

Linha ajustada	$V^{(a)}$	$\Delta V^{(a)}$	$\sigma^{(a)}$	$\Delta\sigma^{(a)}$	h3	$\Delta h3$	h4	$\Delta h4$	Fluxo ^(b)
Stellar	35	1	145.5	0.8	-0.10	0.00	-0.06	0.00	—
[Ne V] $\lambda 3425.5$	18	0.12	329.8	0.2	-0.18	0.00	0.18	0.00	2.02E-13
[Fe VII] $\lambda 3587.1$	137	1.58	283.7	1.7	-0.21	0.01	0.15	0.01	4.10E-14
[O II] $\lambda 3727d$	149	0.04	213.2	0.1	-0.08	0.00	0.08	0.00	9.32E-13
[Fe VII] $\lambda 3758.9$	261	0.8	257.8	1.1	-0.04	0.01	-0.31	0.01	5.50E-14
[Ne III] $\lambda 3868.8$	170	0.08	247.2	0.1	-0.05	0.00	0.12	0.00	5.57E-13
[O III] $\lambda 4363.2$	-125	0.39	161.9	0.5	-0.18	0.00	0.13	0.00	8.58E-14
[O III] $\lambda 4363.2$	258	0.6	83.8	1.0	0.14	0.01	0.17	0.01	6.92E-14
H β	137	0.06	189.8	0.1	-0.02	0.00	0.15	0.00	5.01E-13
[O III] $\lambda 4958.92$	116	0.03	228.2	0.0	-0.10	0.00	0.18	0.00	1.42E-12
[O III] $\lambda 5006.8$	119	0.01	220.6	0.0	-0.10	0.00	0.17	0.00	4.07E-12
[Fe VII] $\lambda 5720.9$	-31.96	1	114.9	1.2	0.16	0.01	-0.10	0.01	1.30E-14
[Fe VII] $\lambda 5720.9$	268	2	57.0	2.3	0.03	0.03	0.11	0.02	1.10E-14
[Fe VII] $\lambda 5720.9$	-92.16	7	685.4	9.9	-0.02	0.01	0.05	0.01	2.83E-14
[Fe VII] $\lambda 6086.6$	-36.22	1	96.6	0.8	0.06	0.01	-0.16	0.01	1.40E-14
[Fe VII] $\lambda 6086.6$	-243.85	4	577.6	3.1	0.01	0.01	-0.13	0.01	2.84E-14
[Fe VII] $\lambda 6086.6$	265.19	2	38.4	3.7	0.14	0.05	0.07	0.07	1.11E-14
[O I] $\lambda 6300.3$	-17	0.16	133.2	0.3	0.03	0.00	0.18	0.00	1.43E-13
[F eX] $\lambda 6374.6$	114	2.57	249.2	1.6	0.08	0.01	-0.27	0.01	1.37E-14
[S II] $\lambda 6716.4$	139	0.14	150.0	0.2	0.04	0.00	0.11	0.00	1.63E-13
[S II] $\lambda 6730.8$	85	0.22	219.6	0.4	-0.42	0.00	0.35	0.00	2.18E-13

Tabela 3.14: O mesmo que a tabela 3.2, para NGC 4507 .

Linha ajustada	$V^{(a)}$	$\Delta V^{(a)}$	$\sigma^{(a)}$	$\Delta\sigma^{(a)}$	h3	$\Delta h3$	h4	$\Delta h4$	Fluxo ^(b)
[O II] $\lambda 3727d$	11	0.68	235.0	0.8	-0.13	0.00	0.02	0.00	3.49E-13
[Fe VII] $\lambda 3758.9$	-27	4.96	451.7	5.5	0.12	0.01	0.03	0.01	1.09E-13
[Ne III] $\lambda 3868.8$	-120	0.76	218.7	1.0	-0.18	0.00	0.15	0.00	3.09E-13
[O III] $\lambda 4363.2$	-62.04	5	191.1	2.5	0.38	0.03	-0.61	0.03	1.81E-14
H β	15	0.34	150.6	0.4	0.03	0.00	0.00	0.00	2.77E-13
[O III] $\lambda 4958.6$	-87	0.21	149.9	0.3	-0.18	0.00	0.09	0.00	5.36E-13
[O III] $\lambda 5006.8$	-110	0.07	165.5	0.1	-0.15	0.00	0.14	0.00	2.14E-12
[Fe VII] $\lambda 5720.9$	-182	6.26	169.6	6.0	-0.07	0.03	-0.05	0.03	1.99E-14
[Fe VII] $\lambda 6086.6$	-256	4.48	248.2	4.6	-0.15	0.02	0.02	0.02	5.18E-14
[O I] $\lambda 6300.3$	-84	1.25	117.1	2.1	-0.09	0.01	0.15	0.01	7.65E-14
[Fe X] $\lambda 6374.6$	-134	7.77	274.7	15.8	0.03	0.03	0.20	0.03	1.43E-14

Tabela 3.15: O mesmo que a tabela 3.2, para NGC 7469 .

Linha ajustada	$V^{(a)}$	$\Delta V^{(a)}$	$\sigma^{(a)}$	$\Delta\sigma^{(a)}$	h3	$\Delta h3$	h4	$\Delta h4$	Fluxo ^(b)
Stellar	-43	1	185.6	1.4	0.07	0.00	0.34	0.01	—
[O II] 3727d	118	0.05	233.0	0.1	-0.06	0.00	0.12	0.00	5.73E-14
[Fe VII] 3758.9	-135	1.38	288.0	1.5	-0.28	0.00	0.07	0.00	3.33E-15
[Ne III] 3868.8	58	0.09	292.1	0.1	-0.20	0.00	0.22	0.00	4.20E-14
H β	74	0.1	229.9	0.1	-0.15	0.00	0.18	0.00	2.68E-14
[O III] 4958.92	54	0.03	310.8	0.0	-0.24	0.00	0.25	0.00	1.03E-13
[O III] 5006.8	49	0.01	309.5	0.0	-0.26	0.00	0.22	0.00	3.01E-13
[Fe VII] 5720.9	-97	2	412.6	1.7	-0.19	0.01	0.33	0.01	2.84E-15
[Fe VII] 6086.6	-124	1.62	368.5	1.3	-0.32	0.00	0.01	0.00	3.21E-15
[S II] 6716.4	146	1.2	180.9	3.1	0.09	0.01	0.15	0.01	1.23E-14
[S II] 6730.8	129	0.26	190.4	1.4	0.01	0.00	0.17	0.01	1.42E-14
[O I] 6300.3	-14	0.23	240.7	0.3	-0.09	0.00	0.16	0.00	1.00E-14
[Fe X] 6374.6	-246	1.52	208.8	1.6	-0.12	0.01	-0.12	0.01	1.24E-15
[Ne V] 3425.5	-194	0.15	300.2	0.2	-0.24	0.00	0.17	0.00	4.04E-14
[O III] 4363.2	-76	0.64	157.3	0.8	-0.14	0.00	0.04	0.00	3.04E-15

Tabela 3.16: O mesmo que a tabela 3.2, para NGC 7674 .

Capítulo 4

Cinemática do gás emissor

Deseja-se neste capítulo, estudar a cinemática do gás emissor, principalmente no que diz respeito à presença de escoamentos de gás na região de linhas estreitas. Foram mostrados, no capítulo anterior, os dados obtidos dos ajustes realizados com a execução do código pPXF, que forneceu parâmetros que permitem caracterizar os perfis das linhas em emissão de interesse em termos da velocidade de dispersão do gás, σ , dos momentos h_3 e h_4 e a posição do centroide da linha. Os ajustes incluíram a linha permitida $H\beta$ da série de Balmer, e linhas proibidas de baixo e alto potencial de ionização.

No estudo de galáxias com núcleos ativos, é comumente observado que a linha proibida de média ionização $[O\ III] \lambda 5007$ presente, em seu perfil, desvios para o azul em relação à sua posição de repouso (Heckman et al., 1981; Whittle, 1985; Vrtilik & Carleton, 1985; Crenshaw et al., 2010). A razão para o uso dessa linha está no fato de que ela é notoriamente a mais intensa das linhas estreitas em Seyfert 1s e 2s. Além disso é conhecida a correlação entre o *blueshift* observado e a largura da linha (FWHM) assim como a presença de assimetrias para o azul (Erkens et al., 1997; Rodríguez-Ardila et al., 2006) nas linhas em emissão proibidas observadas em AGNs. Esses fatos têm sido interpretados com indicadores da presença de escoamentos, e nesse sentido, $[O\ III] \lambda 5007$ tem sido amplamente utilizada (e.g, Mullaney & Ward, 2008; Perna et al., 2015).

Apesar de sua comprovada utilidade no estudo de AGNs, a linha de $[O\ III] \lambda 5007$ não deixa de carregar consigo a possibilidade de interpretações que trazem ambiguidades, pois os escoamentos podem não ser de origem nuclear. De fato a emissão desta linha tem sido detectada em escala de kiloparsecs de distância ao núcleo (Osterbrock, 1989; Harrison et al., 2014). A depender da distância da galáxia e dos parâmetros observacionais, o objeto observado pode apresentar um espectro que some emissões desta linha provenientes de

diferentes regiões espaciais. Têm sido propostos diversos mecanismos capazes de gerar escoamentos medidos através da linha de [O III], tais como: forças mecânicas dos ventos estelares ou de supernovas (Leitherer et al., 1999; Heckman et al., 1990), pressão de radiação advinda do núcleo ativo ou devido a uma região formação estelar (Murray et al., 2005), ou a interação do gás emissor com jatos rádio provenientes do AGN (Wagner et al., 2012), por exemplo.

Devido a esses diversos mecanismos possivelmente envolvidos, é que se torna interessante investigar se as CLs podem ser utilizadas como substitutas da linha de [O III] enquanto traçadora da presença de escoamentos. A nossa hipótese se fundamenta no fato de que as CLs não podem ser formadas por influência estelar, mas apontam claramente para a atividade nuclear. Com esse intuito são apresentados espectros de objetos relativamente próximos ($z < 0.03$), com excelente razão S/R ($S/R > 50$), resolução espectral maior que a dos espectros Sloan ($R \approx 3500$) e proeminentes linhas coronais, com destaque para as linhas de [Fe VII] $\lambda\lambda 5721, 6087$ e [Ne V] $\lambda 3425$.

Além de ser indicador de escoamentos, a emissão da linha de [O III] tem sido amplamente utilizada na determinação da cinemática da NLR. Contudo, quando a emissão se estende em escalas de quiloparsecs, a NLR pode ter sua cinemática determinada, em grande parte, pelo potencial do bojo da galáxia. Nelson & Whittle (1996), por exemplo, chegam a esse resultado através de uma forte correlação encontrada entre a dispersão de velocidade da população estelar do bojo ($\sigma_{Estelar}$) e a dispersão medida para a linha de oxigênio (σ_{Linha}), para amostra de 75 de galáxias hospedeiras de AGNs do tipo Seyfert. Esse resultado indica que grande parte da emissão de [O III] encontra-se no plano da galáxia e pode não fornecer resultados robustos de processos associados diretamente com o AGN.

De forma análoga, deseja-se saber, neste trabalho, se a região emissora de CLs está sob o domínio do potencial do bojo estelar, ou se prevalece o potencial nuclear. Para os AGNs do tipo 2 da presente amostra, ao mesmo tempo que o código pPXF permitiu a subtração da contribuição estelar, ele também forneceu informações a respeito da cinemática estelar, permitindo pesquisar este aspecto cinemático adicional.

4.1 Relações entre a velocidade de dispersão e as propriedades dos perfis de linhas.

Com a intenção de estudar se o gás segue o movimento estelar foi criada a figura 4.1, onde relaciona-se o $\sigma_{Estelar}$ ao σ_{Linha} para as emissões de [O I] $\lambda 6300$, [O III] $\lambda 5007$ e [Fe VII] $\lambda 6087$.

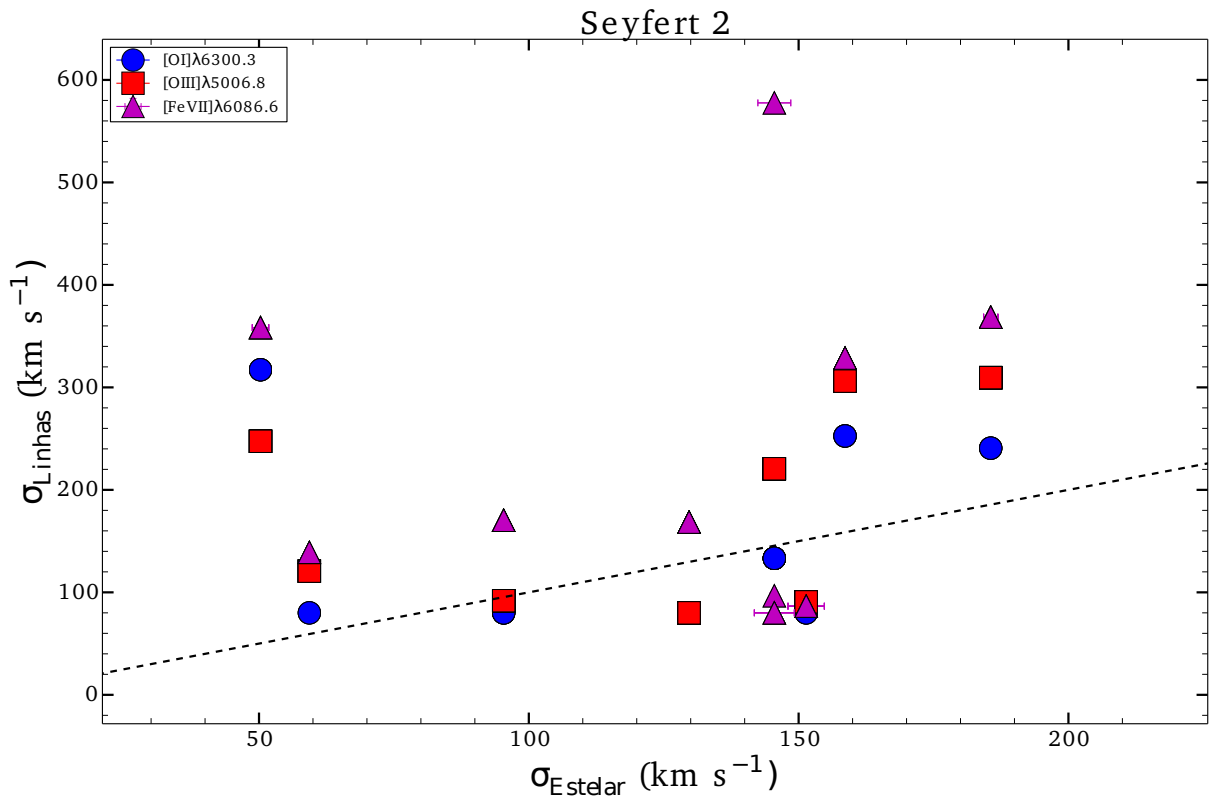


Figura 4.1: Comparação entre a dispersão de velocidades estelar ($\sigma_{estelar}$) e a largura das linhas em emissão (σ_{linhas}). Cada conjunto de 3 linhas com o mesmo σ estelar é devido a um objeto da amostra. Para cada galáxia são apresentadas as linhas de [O I], como representante do gás emissor de linhas de baixa ionização; as linhas de [O III], para o gás emissor de linhas de potencial de ionização intermediário; e [Fe VII], para representar o gás emissor das CLs. No caso de NGC 4507 estão presentes os três componentes da emissão de ferro. A linha tracejada representa uma relação unitária.

Na figura 4.1, percebe-se que para a linha de baixa ionização [O I], os valores entre a largura da linhas e o $\sigma_{Estelar}$ estão mais próximos da relação unitária. Isso indica que a porção de gás pouco ionizado se localiza no plano estelar. A linha de [Fe VII], no entanto, se afasta dessa correlação, apresentando na maioria dos casos um $\sigma > \sigma_{Estelar}$. O mesmo ocorre em menor grau para linha de [O III]. Exceções são as regiões emissoras correspondentes às linhas de [O I] para MRK 573, NGC 1320 e NGC 4507; e ainda, para

[O III] de NGC 1320. Esses resultados, mostram que o gás emissor de linhas de médio e alto PI sofre maior influência do potencial gravitacional do buraco negro central do que do bojo da galáxia, fortalecendo a ideia de as CLs se originam na porção mais interna e altamente ionizada da NLR (Erkens et al., 1997; Barrows et al., 2013).

Para as Seyfert 1 não foi realizada a subtração da contribuição da população estelar, pelo fato de não possuírem assinaturas evidentes dessa componente em seus espectros óticos. No entanto, espectros no infravermelho próximo permitem a obtenção da cinemática estelar através da banda de absorção de CO em $2.3 \mu\text{m}$, mesmo para os objetos do tipo 1. Estudos utilizando-se desta característica do espectro infravermelho, mostraram que o gás emissor de linhas de alto PI não estava alinhado ao disco estelar (e.g., Riffel et al., 2008; Schnorr-Müller et al., 2016; Riffel et al., 2011). Esses resultados, e os valores mais altos de σ encontrados para as CLs da presente amostra, permitem supor que o mesmo resultado encontrado para as Seyfert 2s sejam verdadeiro também para as Seyfert 1s deste estudo.

É de interesse, neste trabalho, tecer comparações entre as CLs e as linhas de baixa ionização (LILs), e ainda entre as galáxias do tipo Seyfert 1 e Seyfert 2, com a finalidade de estabelecer vínculos que levem a uma melhor compreensão da cinemática, localização e mecanismos de ionização das linhas de alta ionização. Foi comentado que os desvios para o azul encontrados nos perfis das linhas em emissão têm sido considerados como indicadores de escoamentos. Para as CLs, estudos em objetos individuais ou em amostras pequenas têm observado que tais desvios são mais evidentes (Veilleux, 1991; Erkens et al., 1997; Rodríguez-Ardila et al., 2002, 2006).

Nas figuras 4.2, 4.3 e 4.4 apresentam-se gráficos que relacionam a velocidade de dispersão do gás com seus respectivos desvios de velocidade (ΔV) em relação à velocidade sistêmica da correspondente galáxia. Na figura 4.2 isto é feito para as Seyfert 1s, na figura 4.3 para as Seyfert 2s, e por fim na figura 4.4 são apresentados dois painéis, no superior o conjunto integrado de pontos de todas as Seyfert 1s, e no inferior faz-se o mesmo para as Seyfert 2s.

Nota-se, em todas as Seyfert 1 estudadas, que as CLs estão deslocadas em velocidade em relação às LILs, e em relação à velocidade sistêmica da galáxia hospede. Isto pode ser visto claramente nas figuras 4.2 e 4.3. Além disso, com exceção de MCG -5-13-17, onde se observam *redshifts* nas CLs, em todos os demais casos são observados *blueshifts*, como amplamente documentado na literatura (De Robertis & Osterbrock, 1984; Rodríguez-

Ardila et al., 2006, 2011; Mazzalay et al., 2010). Observa-se, ainda, haver uma tendência de que as linhas com maior largura, isto é, maior σ , possuam os maiores *blueshifts*. Isto pode ser mais claramente observado nos casos de 1H 1934-063, MCG -6-30-15, MRK 1239 e NGC 3783. Os maiores deslocamentos para as LILs não ultrapassam, em módulo, os 200 km s^{-1} . Já para as CLs, são observados *blueshifts* que ultrapassam 600 km s^{-1} .

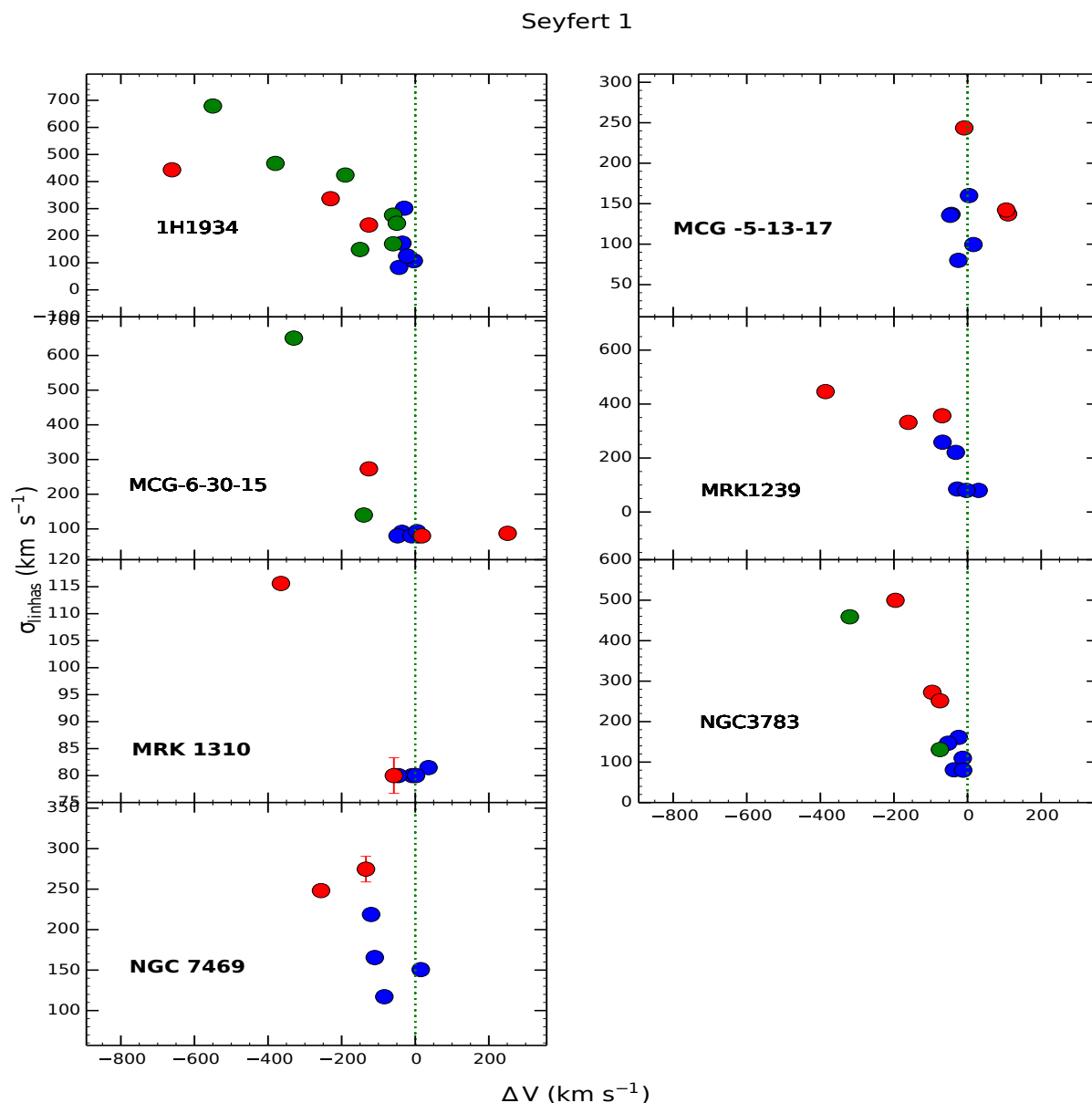


Figura 4.2: Dispersão de velocidade σ vs ΔV das linhas em emissão para as Seyfert 1. Os círculos vermelhos e verdes representam as CLs, com dados obtidos neste trabalho e na literatura respectivamente, e os azuis as LILs. A linha pontilhada verde indica a velocidade do AGN no sistema da galáxia.

Na maioria das Seyfert 2s, o módulo de ΔV não ultrapassa os 200 km s^{-1} para as LILs. A exceção é a CLiF AGN (do inglês - *Coronal Line Forest AGN*) NCG 424 que apresenta

redshifts de aproximadamente 400 km s^{-1} para algumas linhas, tanto CLs quanto LILs. Diferentemente das Seyfert 1s, não se observam grandes deslocamentos em velocidade nas CLs das Seyfert 2s, tal como visto na figura 4.3, onde as LILs e as CLs ocupam a mesma região no espaço de pontos. Ainda, no caso das Seyfert 1s, nota-se que quanto maior o deslocamento para o azul, maior o sigma da linha. Este comportamento também está ausente nas Seyfert 2s.

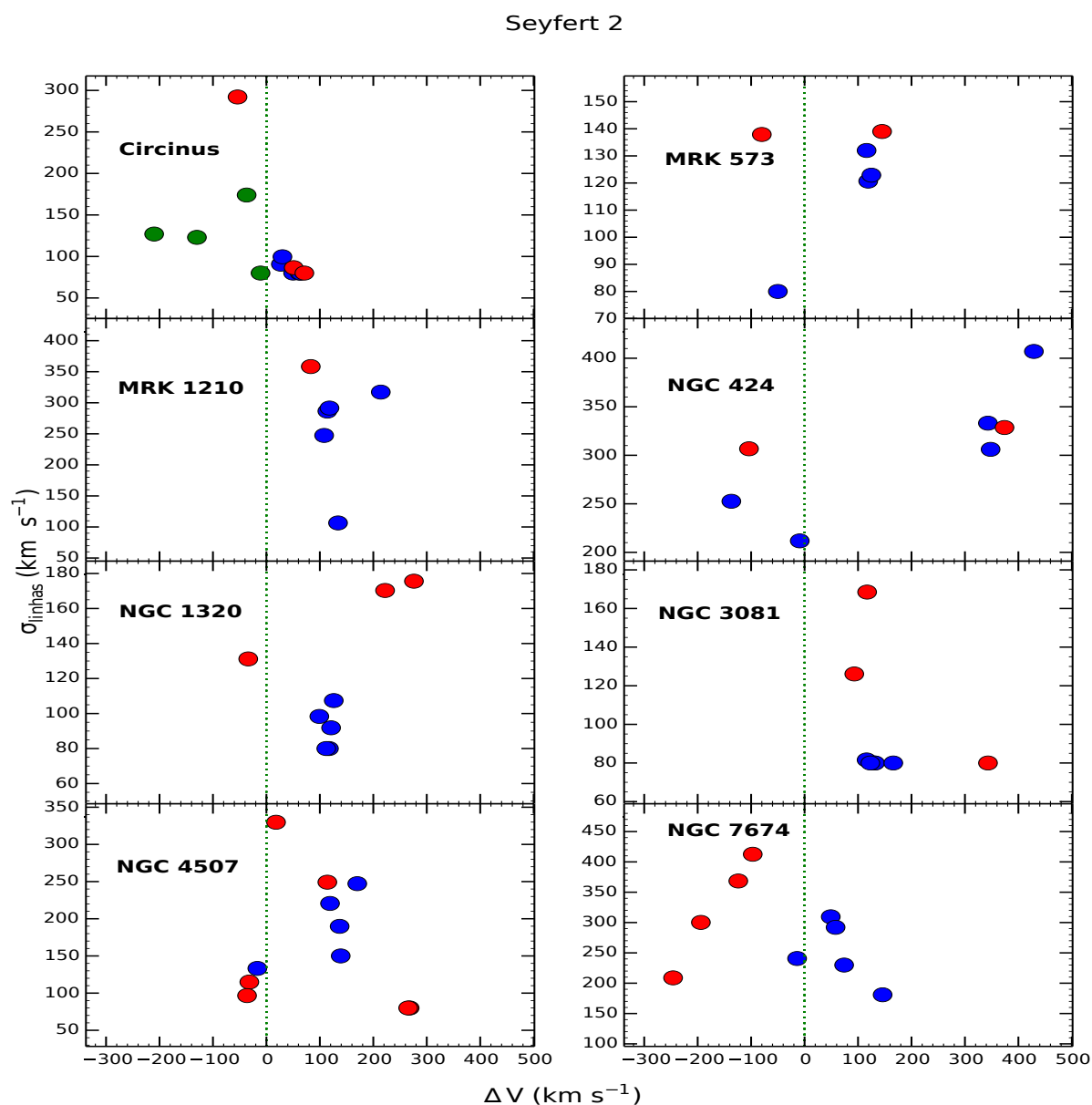


Figura 4.3: O mesmo que a figura 4.2 para as galáxias Seyfert 2.

A correlação entre a velocidade de dispersão do gás (σ) e o potencial de ionização da linha (IP) tem sido interpretada como indicativo de uma estratificação do gás na região nuclear (e.g., Ward, 1978; Evans, 1988; Rodríguez-Ardila, 2002). Dessa

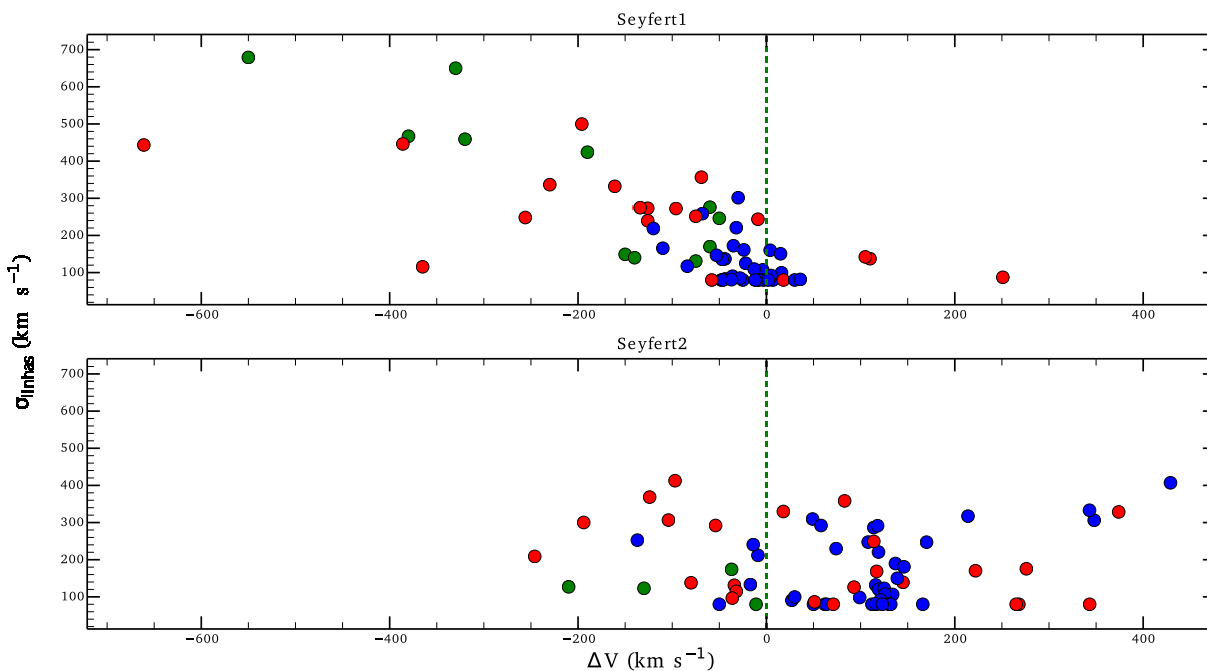


Figura 4.4: Deslocamento do centroide da linha em relação a sua posição de laboratório (ΔV) e os respectivos σ . Os círculos vermelhos e verdes representam as CLs da amostra e aquelas obtidas na literatura, respectivamente, enquanto os azuis as LILs. A linha tracejada em verde indica a velocidade sistêmica, colocada em $V = 0$ (km/s). No painel superior temos o conjunto de linhas para todas as Seyfert 1 da amostra, e no painel inferior para as Seyfert 2.

forma, o gás emissor de CLs com valores altos de σ estaria mais próximo da fonte central. Isto significa que a CLR deveria estar numa região intermediária entre a NLR e a BLR. Vale mencionar, contudo, que esta correlação não é universal. No estudo apresentado por Rodríguez-Ardila et al. (2011) com 54 AGNs, vários objetos da amostra não mostram evidências de tal correlação e em alguns, observa-se uma correlação negativa entre o σ e o PI. Por outro lado, valores mais altos de σ também podem estar ligados à turbulência no gás causada por movimentos de escoamentos. Nesse sentido, outros autores (e.g., Pier & Voit, 1995; Nagao et al., 2000; Mullaney et al. 2009) sugerem que a CLR poderia se formar próxima ao *torus*, por material evaporado das paredes internas deste e expulso para fora do núcleo na forma de um vento ou *outflow*. A falta de correlação entre o σ e o PI pode evidenciar um campo de velocidades fortemente desorganizado e a falta de uma estratificação no nível de ionização do gás.

Busca-se revelar se existe relação entre o potencial de ionização (PI) e a largura das linhas, dada pelo σ . As figuras 4.5, 4.6 e 4.7 fornecem informações adicionais a respeito da cinemática do gás, relacionando a largura (σ) das linhas com seu potencial de ionização

(PI). A primeira figura traz a relação para as Seyfert 1s, a segunda para as Seyfert 2s, para cada galáxia individualmente. A terceira figura traz o conjunto de linhas para os objetos do tipo 1, no painel superior, e dos objetos do tipo 2, no painel inferior, apresentando assim uma visão geral nos dois tipos de AGNs.

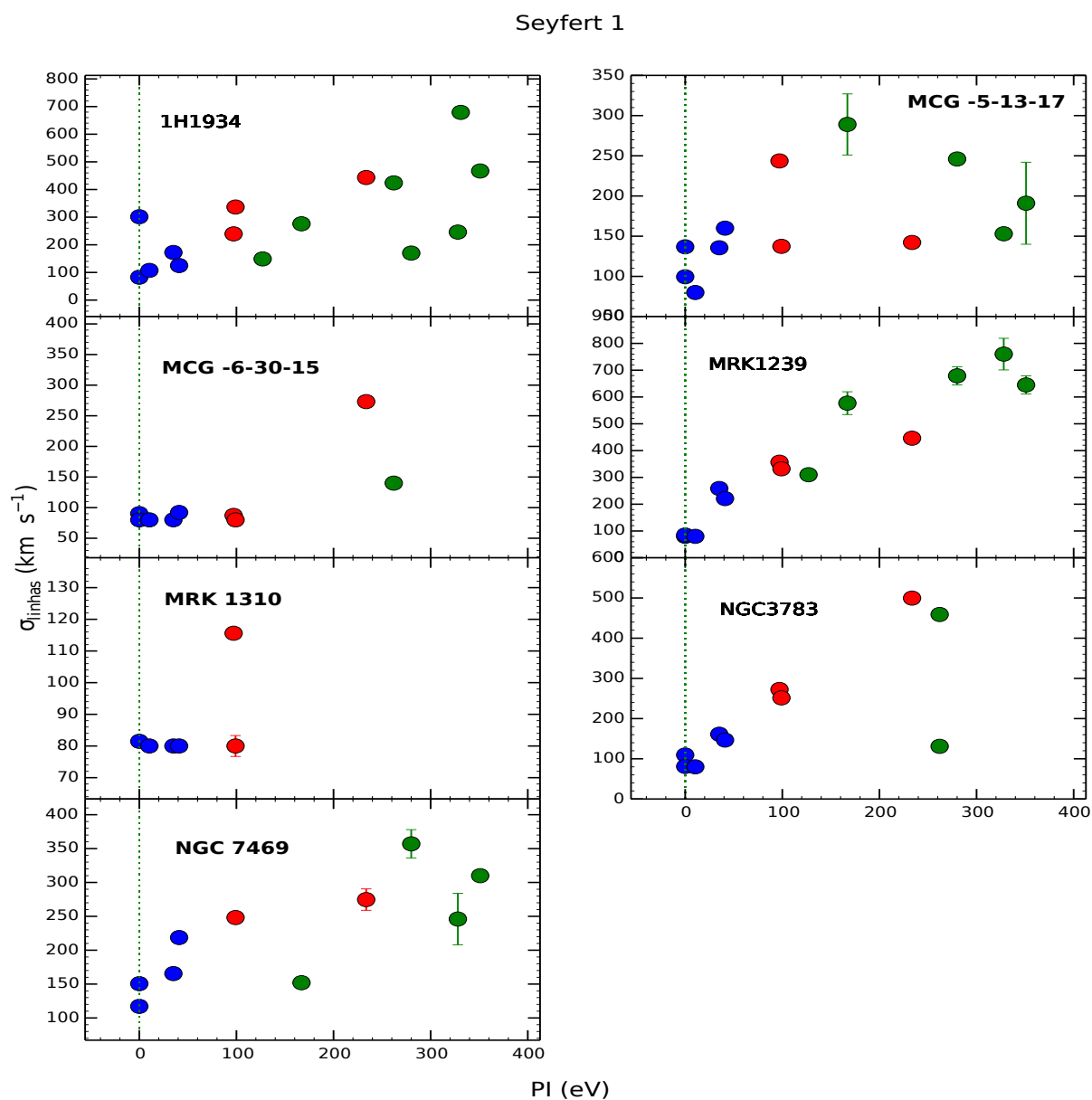


Figura 4.5: A dispersão de velocidade (σ) das diferentes linhas e o respectivo potencial de ionização (PI) para as galáxias Seyfert 1 da presente amostra. Círculos azuis correspondem às LILs, os vermelhos e os verdes às CLs obtidas dos espectros deste trabalho e da literatura respectivamente. A linha verde indica $PI = 0$ (eV).

Para os objetos do tipo 1 a relação σ -PI é evidente na maioria dos casos. São exceções as galáxias MCG -5-13-17 e MRK 1310. Nas galáxias Seyfert do tipo 2, embora essa tendência de fato exista para alguns objetos, ela é mais fraca do que aquela vista em

Seyfert 1s, no sentido que não há grande crescimento de σ , para os íons de maior PI. Os casos que aparentam mostrar correlação nesse sentido são os objetos MRK 573, MRK 1210, NGC 1320 e NGC 7674. A galáxia CLiF NGC 424 é interessante, pois as CLs deste objeto apresentam valores de σ comparados com os da LILs. De fato esse resultado faz parte de uma propriedade esperada em um CLiF AGN (Rose et al, 2015).

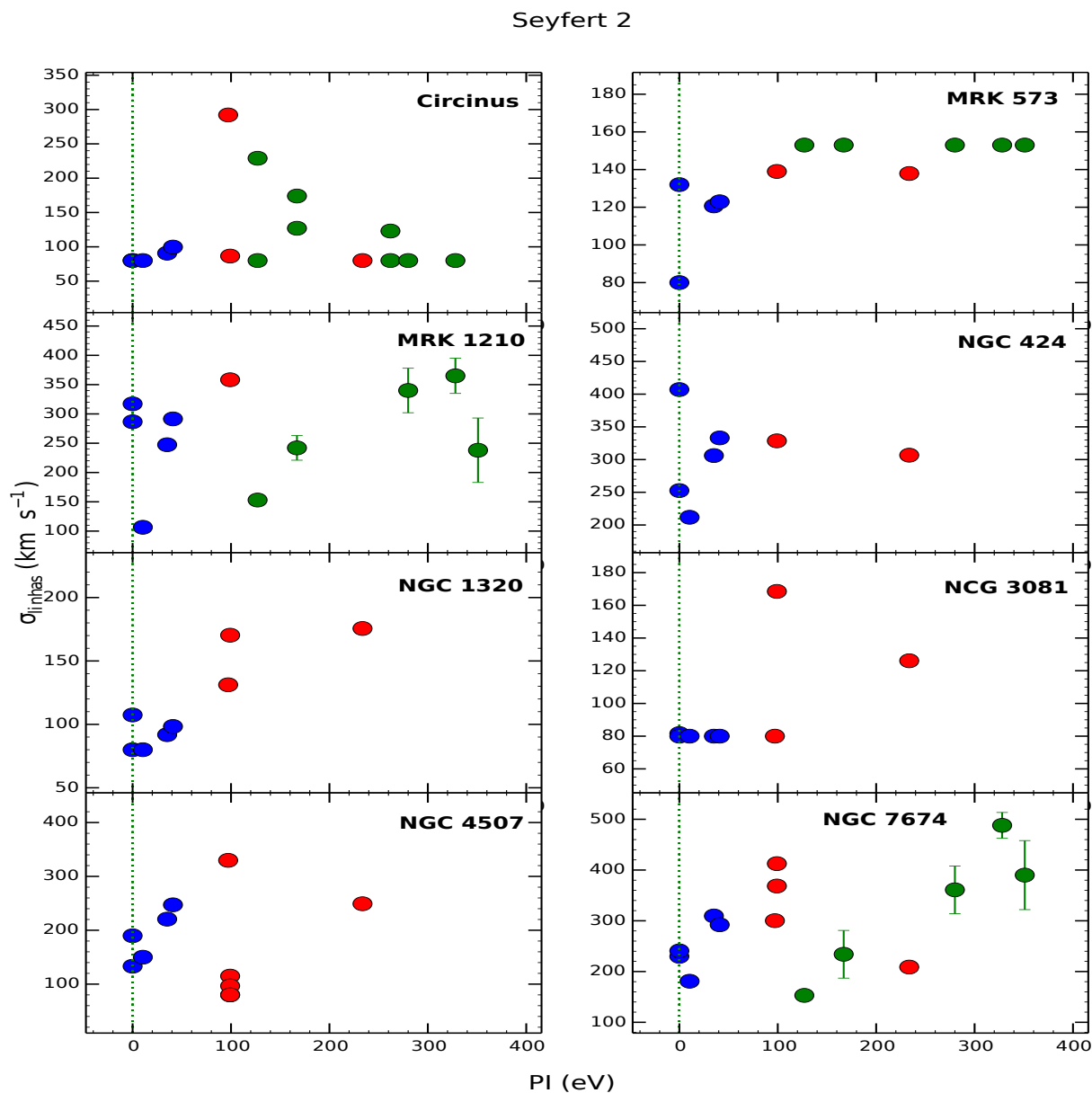


Figura 4.6: A dispersão de velocidade (σ) das diferentes linhas e o respectivo potencial de ionização (PI) para as galáxias Seyfert 2 da presente amostra. Círculos azuis correspondem às LILs, os vermelhos e os verdes às CLs obtidas dos espectros deste trabalho e da literatura respectivamente. A linha verde indica $\text{PI} = 0 \text{ (eV)}$.

A correlação entre a largura das linhas em emissão (σ) e os deslocamento do centroide da linha (ΔV) em relação à velocidade sistêmica da galáxia, juntamente com a correlação

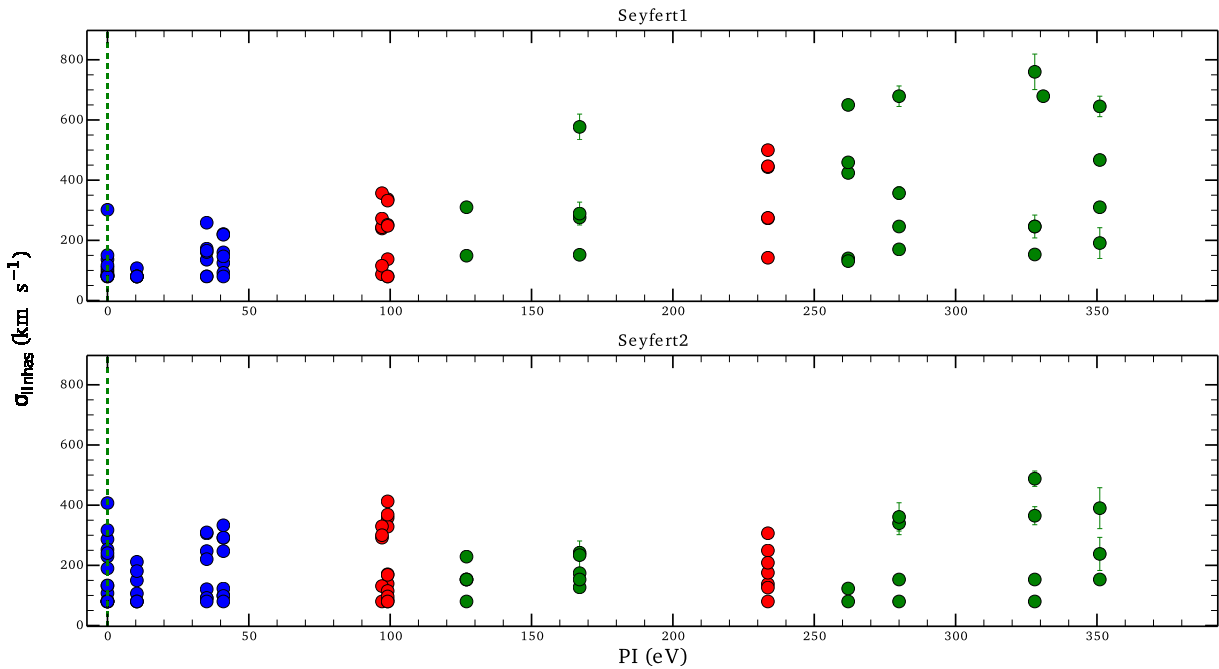


Figura 4.7: Correlação σ vs PI para o conjunto de galáxias Seyfert 1 e Seyfert 2, nos painéis superior e inferior respectivamente. Círculos azuis correspondem às LILs, os vermelhos e os verdes às CLs obtidas dos espectros deste trabalho e da literatura respectivamente. A linha verde indica $PI = 0$ (eV).

entre σ e o potencial de ionização (PI) da linha, tem sido interpretados como a presença de escoamentos e uma estratificação da NLR. Essa estratificação implicaria que as linhas de mais alto PI seriam produzidas preferencialmente a menores distâncias do núcleo, enquanto que as linhas de menor PI seriam produzidas em regiões mais distantes (e.g., De Robertis & Shaw, 1990; Osterbrock, 1991).

Nesse cenário, as densidades críticas das transições atômicas responsáveis pelas emissões tem um importante papel, uma vez que as maiores densidades se encontram em regiões mais próximas do núcleo, como a BLR, enquanto a NLR possui densidade menor. Ainda, levando em conta a presença de escoamentos de gás e a formação de frentes de choque, as distribuições espaciais de densidade se tornam mais complexas. Coincidentemente, altos potenciais de ionização geralmente implicam em transições com maiores densidades críticas. Assim, a correlação entre o σ e ΔV geralmente implica na correlação entre a densidade crítica e o PI (Komossa et al, 2008).

Para investigar o efeito da estratificação nas galáxias da presente amostra, busca-se delinear as relações entre ΔV e PI, bem como aquela entre ΔV e a densidade crítica (n_{crit}) das transições das linhas em emissão que tiveram seus perfis analisados. Na figuras 4.8 e

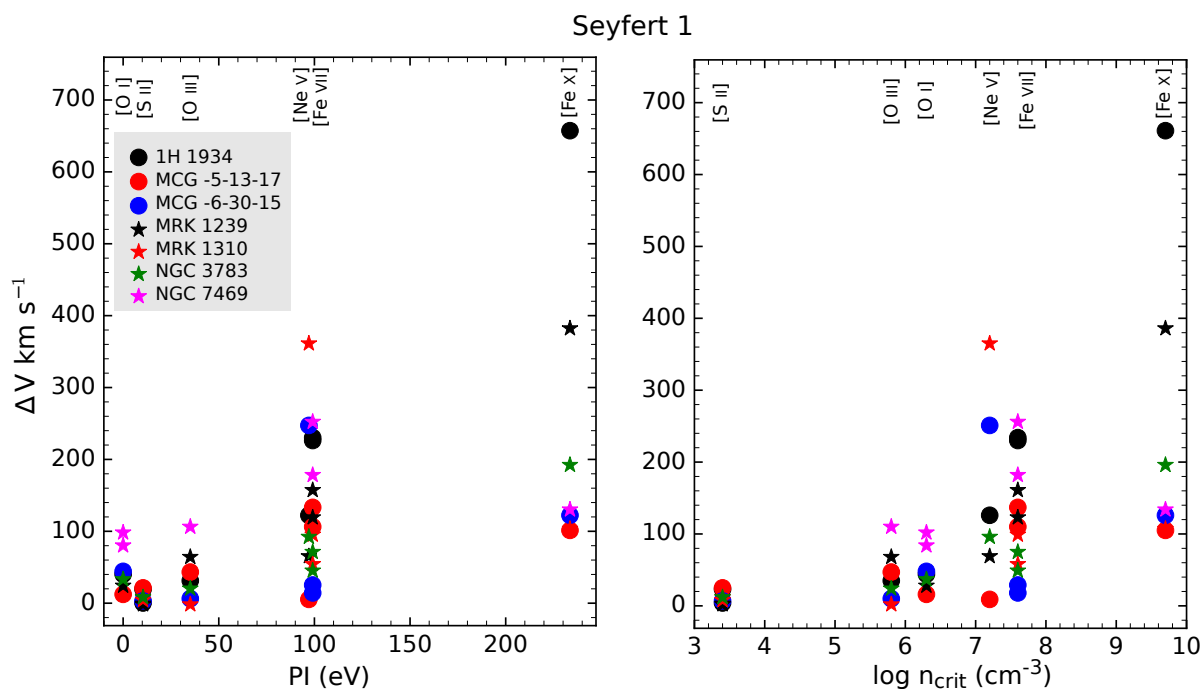


Figura 4.8: Desvios de velocidade (ΔV) em função do PI e da densidade crítica de cada linha, para as Seyfert 1s.

4.9 são apresentadas essas relações, sendo a primeira figura correspondente às linhas dos AGNs tipo 1 da amostra, e a segunda figura os dados correspondentes aos AGNs do tipo 2.

Mais uma vez, tem-se que para as Seyfert 1s é possível ver claramente um efeito de estratificação. Já, no caso das Seyfert 2s o efeito observado é mais fraco. De acordo com as figuras, nos objetos do tipo 1 estão presentes efeitos de estratificação tanto de ionização, quanto devidos à diferença de densidades das nuvens emissoras. Já para os AGNs do tipo 2, favorece-se o conceito de que efeitos de orientação não permitem que se observe diretamente a região mais interna e próxima ao núcleo onde seria emitida uma porção considerável do fluxo das CLs. Esta região deve estar oculta pelo *torus*.

A presença de *blueshifts* nas linhas coronais dá suporte à tese de que escoamentos de gás estejam presentes, o que favorece também a existência de frentes de choque no gás. Pode-se questionar se as diferenças medidas entre Seyfert 1s e 2s devem-se a uma diferença intrínseca entre os dois tipos de AGNs, ou se dentro do panorama geral do modelo unificado para AGNs, essa diferença se dá por efeitos de orientação em relação à linha de visada do observador.

Que as Seyfert 1s apresentem os maiores deslocamentos medidos, por sua vez, pode ser

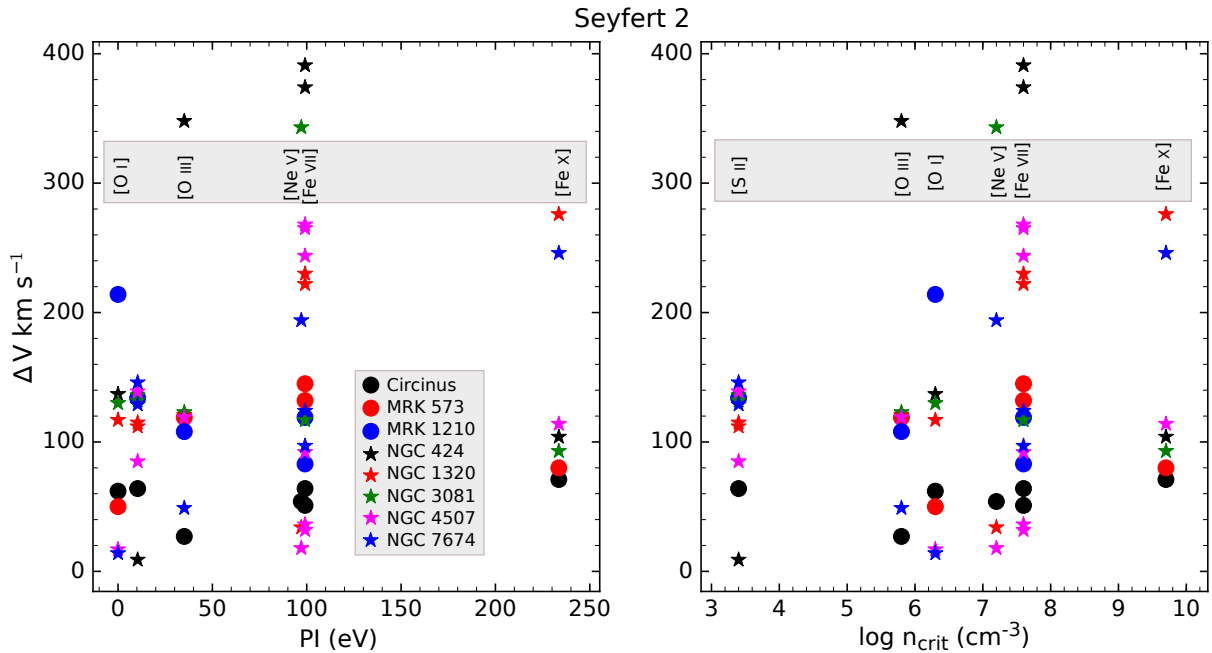


Figura 4.9: Desvios de velocidade (ΔV) em função do PI e da densidade crítica de cada linha, para as Seyfert 2s.

compreendido justamente como um tal efeito, onde a componente radial da velocidade seria mais perceptível do que nas Seyfert 2s. Assim, ainda que escoamentos estejam presentes também nestas últimas, eles seriam menos evidenciados devido a efeitos de orientação, principalmente se a componente de *outflow* está localizada na parte mais interna da NLR, não acessível quando se observa o AGN no plano do *torus*.

4.2 Relações entre σ e os momentos h_3 e h_4 .

Nesta seção deseja-se analisar os parâmetros cinemáticos, h_3 e h_4 , que evidenciam desvios a partir do perfil perfeitamente gaussiano. Pretende-se analisar as CLs em contraste com as linhas de baixa e média ionização, bem como estabelecer se há diferenças entre os parâmetros comparando-se Seyfert 1s e 2s.

Assimetrias para o azul no perfil das linhas em emissão e *blueshifts*, como já foi mencionado, são indicativos de escoamentos. As assimetrias têm sido caracterizadas, tradicionalmente, por meio de componentes gaussianas. Contudo a parametrização por polinômios de Gauss-Hermite pode favorecer uma caracterização mais robusta dos perfis das linhas analisadas, já que componentes gaussianas na grande maioria dos casos carecem de significado físico, sendo apenas uma representação matemática do perfil observado de uma linha.

Nesse sentido, no atual trabalho, verifica-se a possibilidade de caracterizar os escoamentos através dos momentos h_3 e h_4 para linhas de alta ionização.

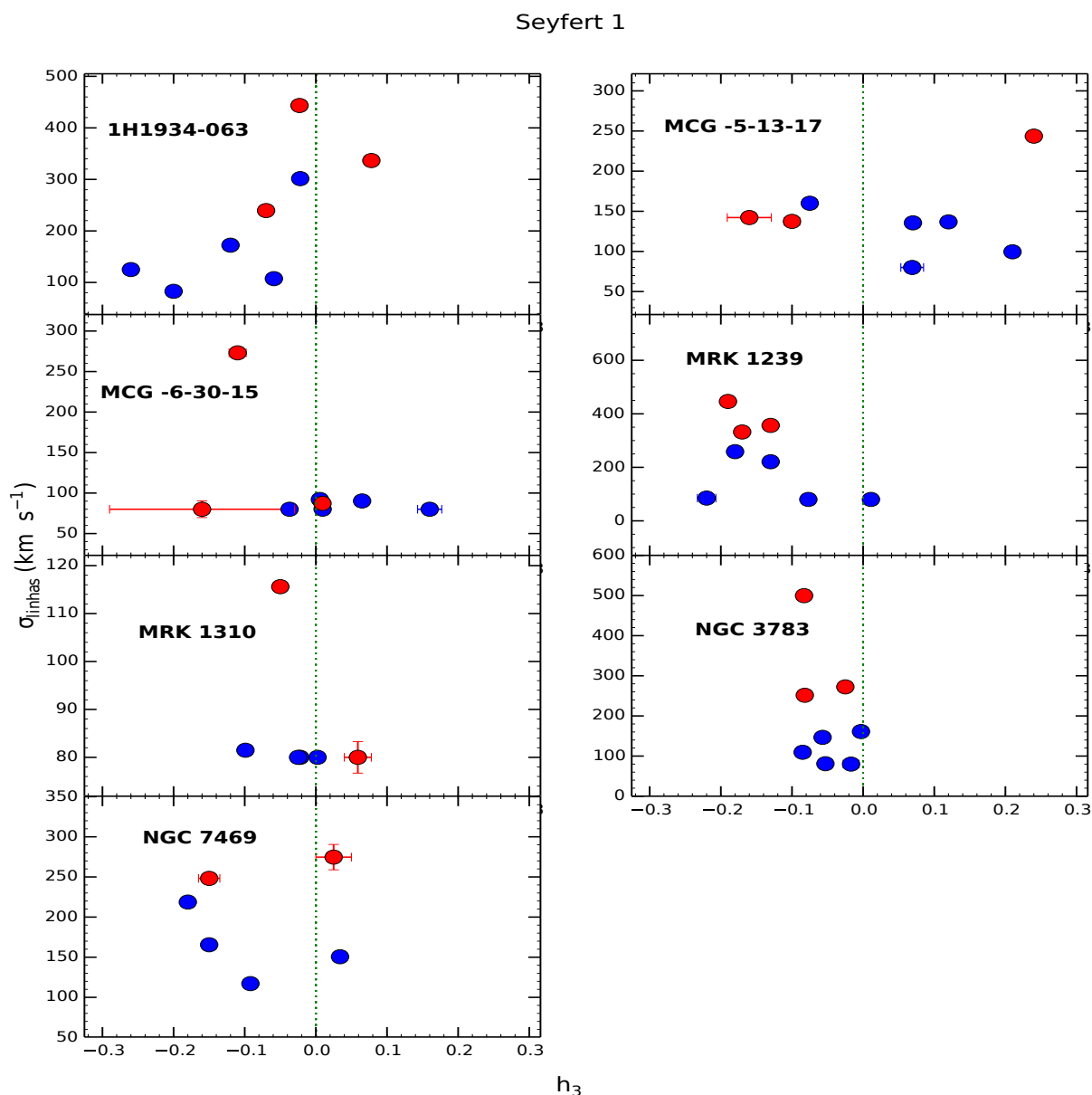


Figura 4.10: Comportamento de h_3 em relação ao σ ajustado para as linhas em emissão dos AGNs do tipo Seyfert 1. Círculos azuis representam as LILs e os vermelhos as CLs. A linha verde pontilhada indica um perfil gaussiano, no qual $h_3 = 0$.

Levando em conta as figuras de 4.10 a 4.15, que relacionam os parâmetros h_3 e h_4 e σ , não é possível notar uma diferença significativa entre as galáxias Seyfert 1 e Seyfert 2. Em ambos os casos, os valores de h_3 se concentram numa faixa tal que $-0.2 < h_3 < 0.2$. Porém, há uma maior tendência a eles apresentarem valores de $h_3 < 0$. Para h_4 tem-se que $0.0 < h_4 < 0.2$, embora com um espalhamento considerável. Tal espalhamento ocorre

principalmente com valores de σ abaixo dos 200 km s^{-1} . Vale ressaltar que a resolução instrumental é de 80 km s^{-1} . Assim muitas dessas linhas com maior espalhamento nos valores de h_3 e h_4 estão próximos desse limite inferior, sendo que em alguns casos não são espectralmente resolvidas.

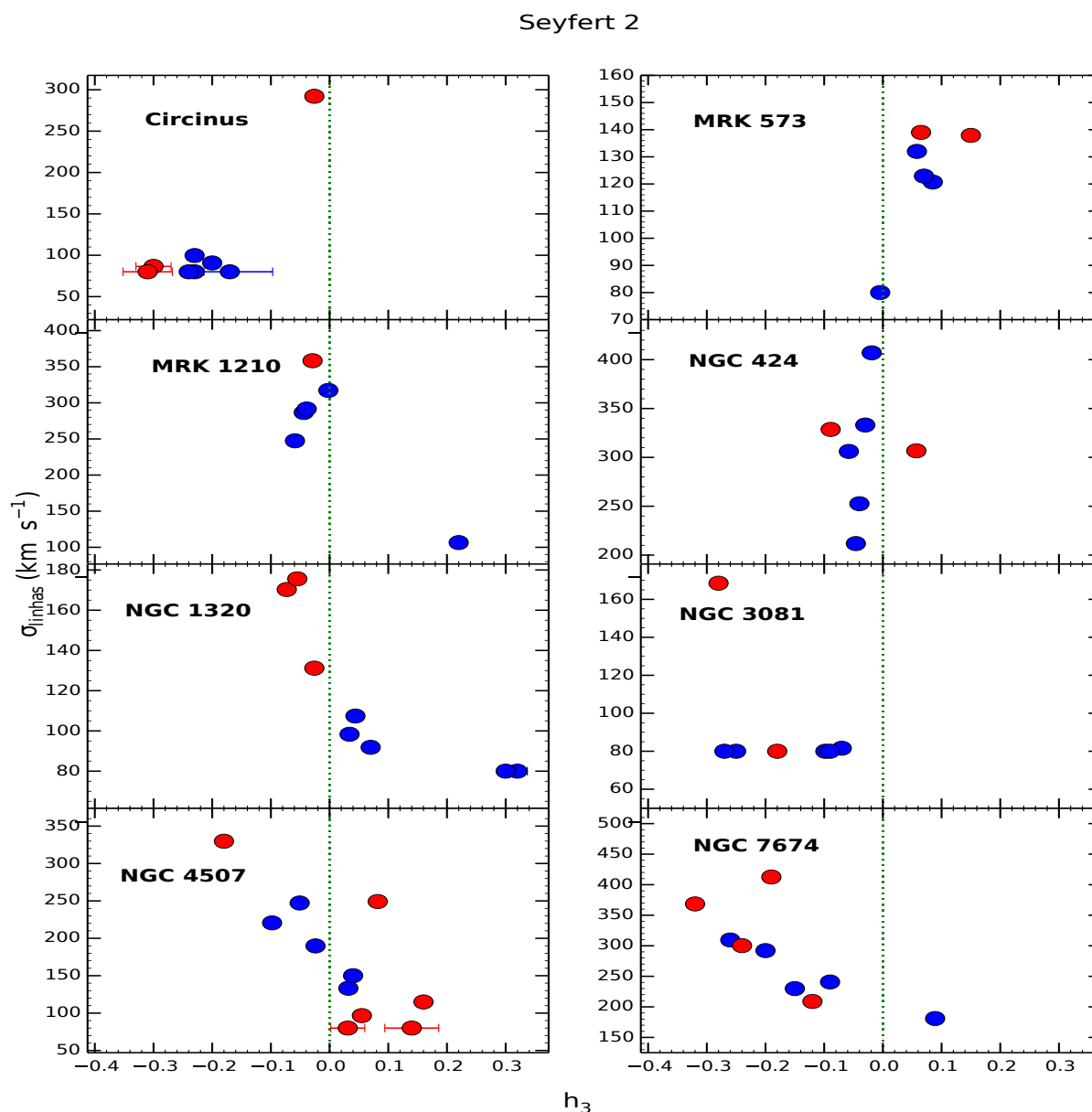


Figura 4.11: Igual a figura 4.10 mas para Seyfert 2s

Também encontrou-se que, entre as CLs e as LILs não há indícios de comportamentos distintos, seja para as Seyferts 1 ou Seyferts 2, tanto para o parâmetro h_3 , quanto para os valores de h_4 . Esses resultados indicam que os parâmetros h_3 e h_4 não tem suas medidas afetadas pelo tipo de AGN.

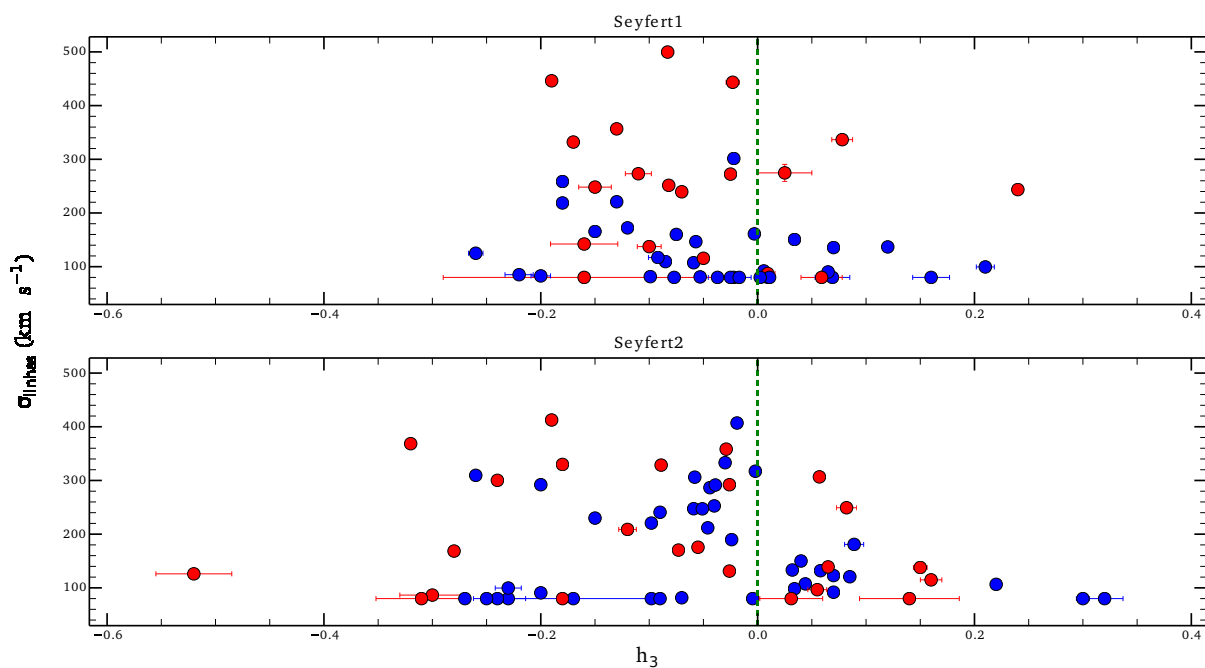


Figura 4.12: Comportamento do *momentum* h_3 derivado do ajuste de Gauss-Hermite para as linhas em emissão em relação ao σ . No painel superior apresentam-se os ajustes para as galáxias Seyfert 1, e no painel inferior aqueles para as Seyfert 2. Círculos azuis representam as LILs e os vermelhos as CLs. A linha verde tracejada indica um perfil gaussiano ($h_3 = 0$).

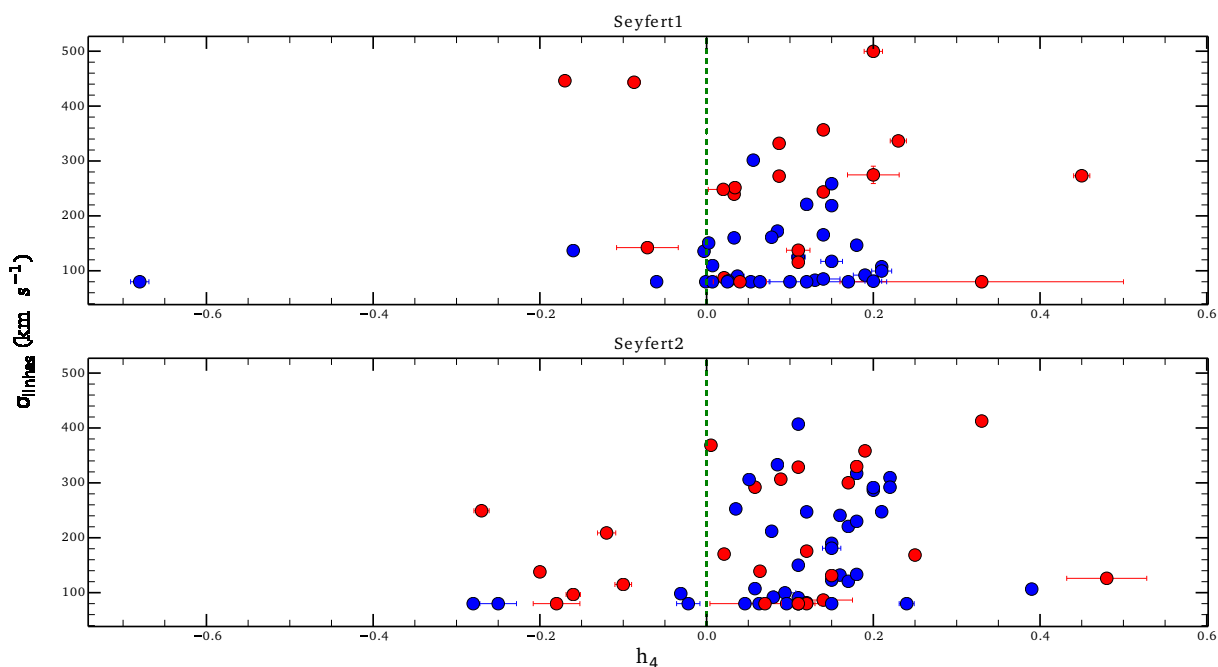


Figura 4.13: Comportamento do *momentum* h_4 ajustado para as linhas em emissão em relação ao σ . No painel superior apresentam-se os ajustes para as galáxias Seyfert 1, e no painel inferior aqueles para as Seyfert 2. Círculos azuis representam as LILs e os vermelhos as CLs. A linha verde denota a posição onde $h_4 = 0$.

Schnorr-Müller et al. (2016), em um estudo que apresentam a cinemática do gás nos $1.2 \times 1.8 \text{ kpc}^2$ mais internos da galáxia Seyfert 2 NGC 3081, fazem ajustes de polinômios de Gauss-Hemite às emissões de $[\text{N II}] \lambda 6583$ e $\text{H}\alpha$. Para o momento h_4 , eles encontram valores próximos zero, a não ser para aquelas regiões onde a razão S/R já se vê muito prejudicada ($S/R < 10$), para os quais h_4 chega a alcançar valores de 0.1. O mapa de h_3 por outro lado, indica a presença de asas vermelhas e azuis para as linhas de $[\text{N II}]$ e $\text{H}\alpha$.

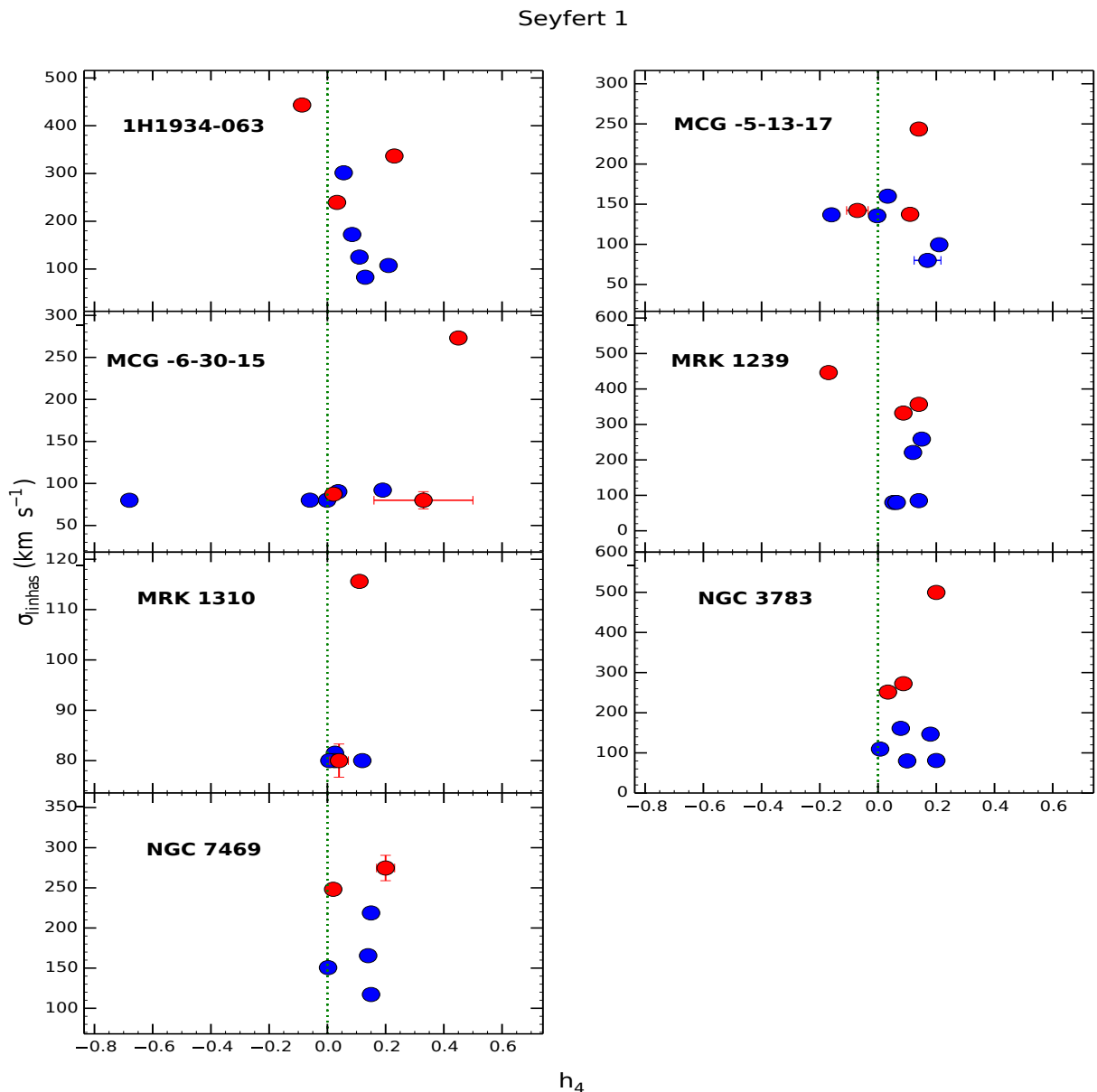


Figura 4.14: Parâmetro h_4 vs σ ajustado para as linhas em emissão dos AGNs do tipo Seyfert 1. Círculos azuis representam as LILs e os vermelhos as CLs. A linha verde denota um perfil perfeitamente gaussiano onde $h_4 = 0$.

Riffel & Storchi-Bergmann (2011) em seu artigo sobre a Seyfert 2 Mrk 1157 na região do infravermelho próximo, apresentam mapas de h_3 e h_4 cobrindo uma região de $900 \times 900 \text{ pc}^2$ centrados no núcleo galáctico. Os resultados mostram que para todas as linhas, valores situados entre -0.4 e 0.4 são encontrados. Tanto para a linha permitida de $\text{Pa}\beta$, quanto para a linha de $[\text{Fe II}]$ há um gradiente nos valores de h_3 , no sentido de que valores negativos são notados ao noroeste e positivos ao sudeste do núcleo, com os maiores valores absolutos mais afastados do núcleo. As linhas coronais de $[\text{Ca VIII}]$ e $[\text{Si VII}]$ estudadas nesse trabalho apresentam valores negativos, indicativos de que nestas prevalece, em toda a região espacial observada, as azuis nos seus perfis.

Seyfert 2

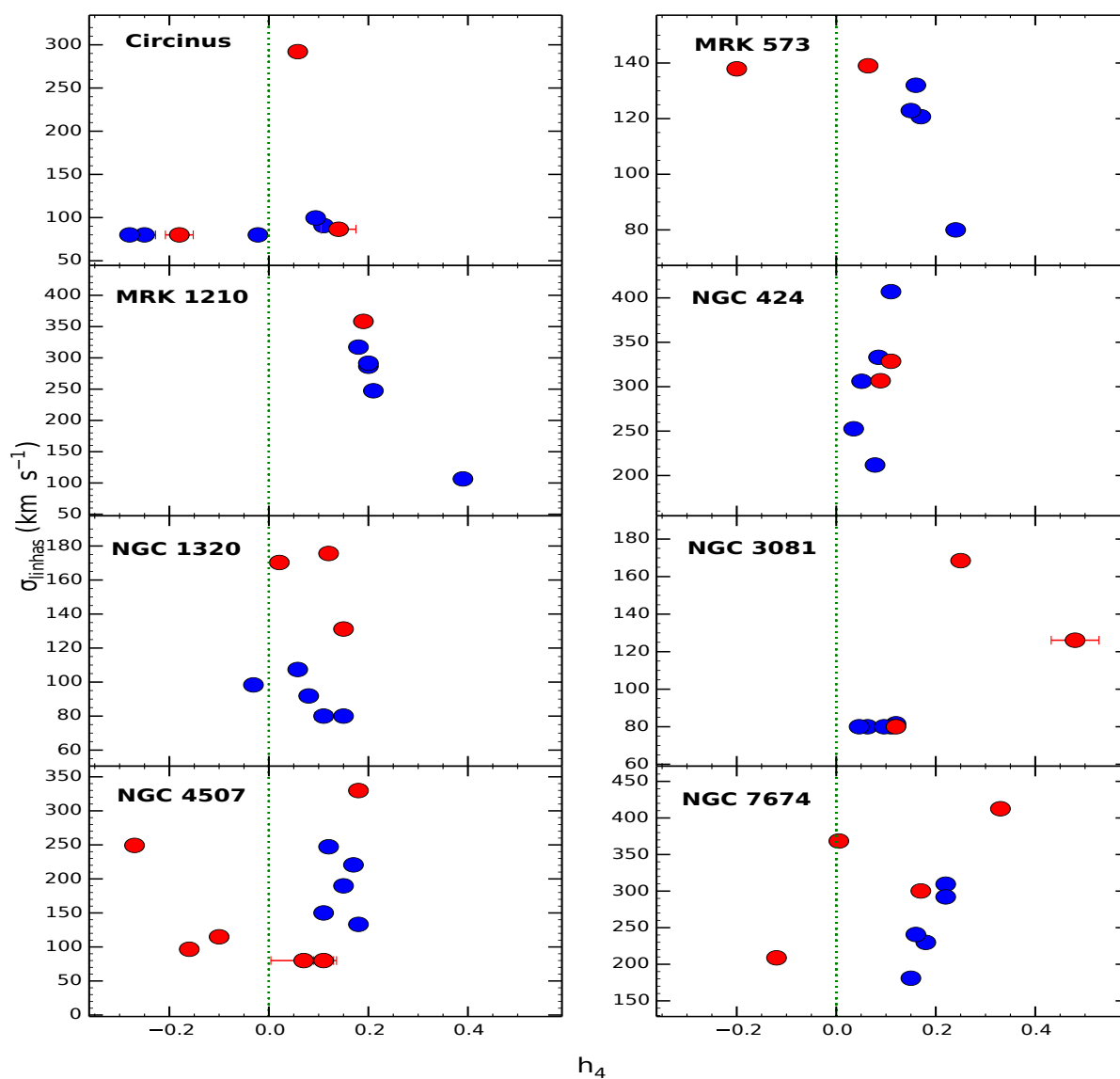


Figura 4.15: O mesmo que figura 4.14, mas para Seyfert 2.

Nos espectros aqui estudados, viu-se que há uma tendência semelhante em Seyfert 1s e 2s de que o parâmetro h_3 apresente valores negativos para as CLs. O resultado semelhante encontrado a partir de dados IFU (Unidade de Campo Integrado - do inglês *Integral Field Unity*) indica que o perfil integrado, derivado de espectros de fenda longa, ainda representa a tendência geral observada quando se dispõe de alta resolução angular. Isso significa que ao integrar toda a região espacial observada, para as linhas de algumas espécies, pode haver a soma de diferentes componentes gasosas, de origens diversas e com diferentes cinemáticas envolvidas. Para h_4 , no citado artigo, os valores são próximos de zero para todas as linhas, e por não haver distinção os mapas não foram plotados.

Nota-se que os valores de h_3 são mais espalhados para aquelas linhas cujas larguras são menores ($\sigma < 200\text{km s}^{-1}$). Esse resultado é condizente com aqueles apontados nos mapas citados de Riffel & Storchi-Bergmann (2011), considerando as variações espaciais citadas acima. As linhas de menor PI, e portanto menor σ , apresentam maior diversidade de valores como foi dito. Por outro lado, as CLs observadas de MRK 1157 apresentam, espacialmente, valor constantemente negativo e menos espalhado.

Em um estudo de Barrows et al. (2013) com dados do Sloan Digital Sky Survey (SDSS) é investigada a possibilidade de se utilizar a CL de [Ne V] $\lambda 3725.5$ como substituta da linha de [O III] $\lambda 5007$ enquanto traçadora da presença de escoamentos ou de fusão de galáxias. Um dos benefícios de se utilizar esta linha de neônio é permitir a identificação de galáxias com possíveis *outflows* a *redshifts* maiores que $z = 0.8$. Isso não seria possível com a linha de oxigênio utilizando espectros óticos, pois ela não estaria acessível no intervalo espectral do SDSS. Dessa forma na seleção de possíveis amostras seria possível admitir objetos mais distantes. De fato eles conseguem estabelecer uma amostra de 131 quasares de *redshifts* $0.8 < z < 1.6$.

4.3 Discussão.

Na intenção de testar a hipótese de que as CLs poderiam ser usadas como traçadoras de escoamentos, tal como utilizam-se as linhas de [O III], busca-se comparar o comportamento dos parâmetros das primeiras com esta última. Como foi explicado, o parâmetro h_3 mede as assimetrias para o azul ou para o vermelho do perfil de uma linha. Percebeu-se através dos dados apresentados que há um tendência de as CLs apresentarem valores negativos para esse parâmetro, ou seja, assimetrias para o azul. Intenciona-se, agora, tecer uma

comparação entre as assimetrias medidas para a linha de [O III], representante das linhas de média ionização, e as demais linhas, especialmente as CLs. Nas figuras 4.16 e 4.17 apresentam-se os valores do parâmetro h_3 da linha de [O I] $\lambda 6300$ e de [Fe VII] $\lambda 6087$, respectivamente, em função de h_3 das diversas linhas. E nas figuras 4.18 e 4.19 faz-se o mesmo para h_4 .

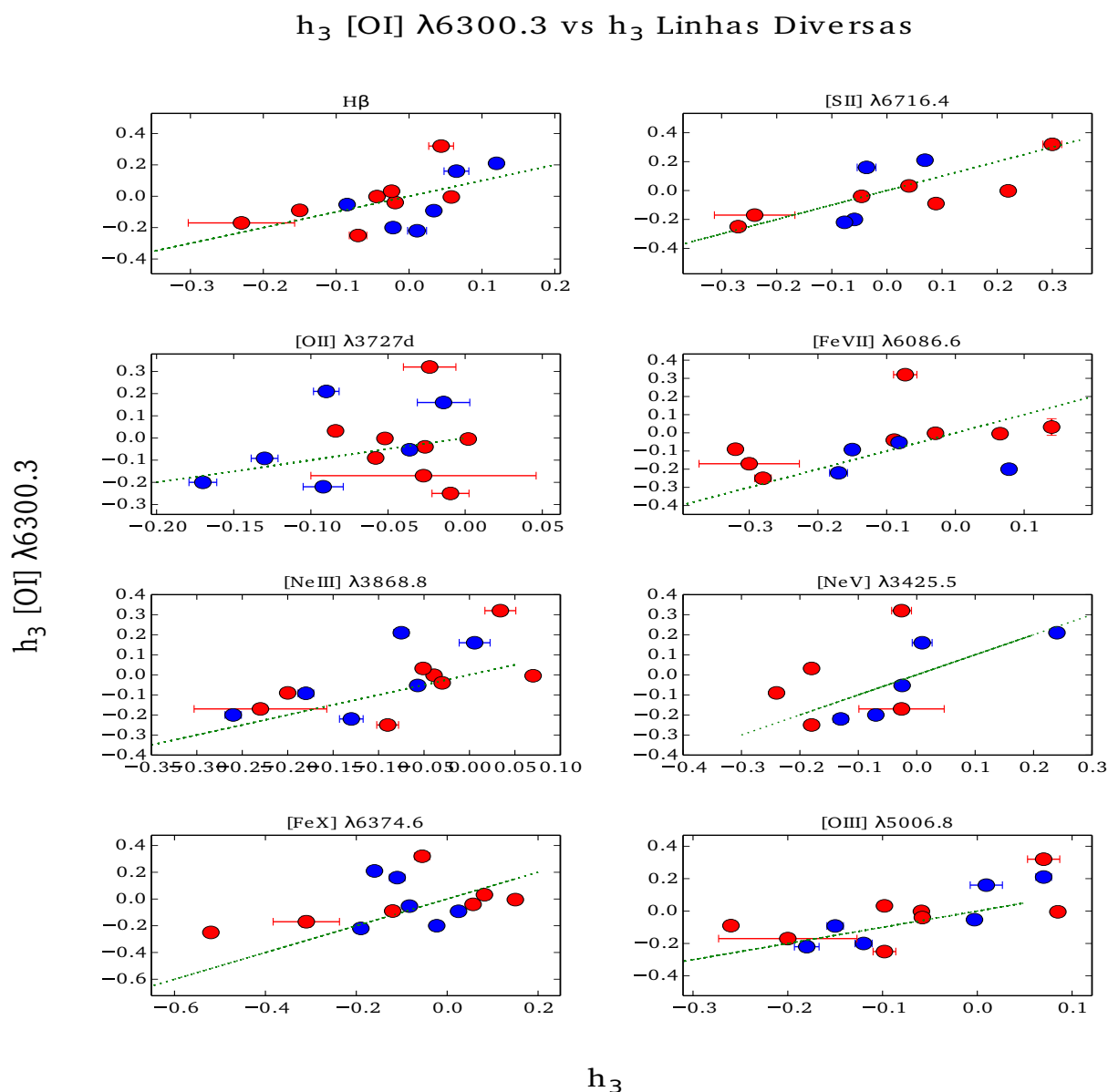


Figura 4.16: O parâmetro h_3 da linha de [O I] $\lambda 6300.3$ em função do mesmo parâmetro de diversas linhas em emissão. Os círculos azuis representam os objetos do tipo 1 e os vermelhos os do tipo 2. As linhas verdes representam uma reta identidade.

Em relação ao h_3 , na figura 4.16 percebe-se que enquanto a linha de [O I] $\lambda 6300$ apresenta desvios para vermelho, provavelmente devido à presença da linha de [S III]

$\lambda 6312$, as linhas de baixa ionização $H\beta$ e $[S II]$ têm valores distribuídos mais próximos de zero. As linhas de média ionização $[Ne III]$ e $[O III]$ apresentam maiores desvios para o azul, mas ainda os valores desse parâmetro em relação ao da linha de $[O I] \lambda 6300$ se distribuem próximas à reta unitária. Já as linhas de alta ionização $[Fe VII]$ e $[Ne V]$ apresentam um comportamento divergente da linha de oxigênio $[O I]$, com desvios mais acentuados para o azul e razões que se afastam da reta unitária.

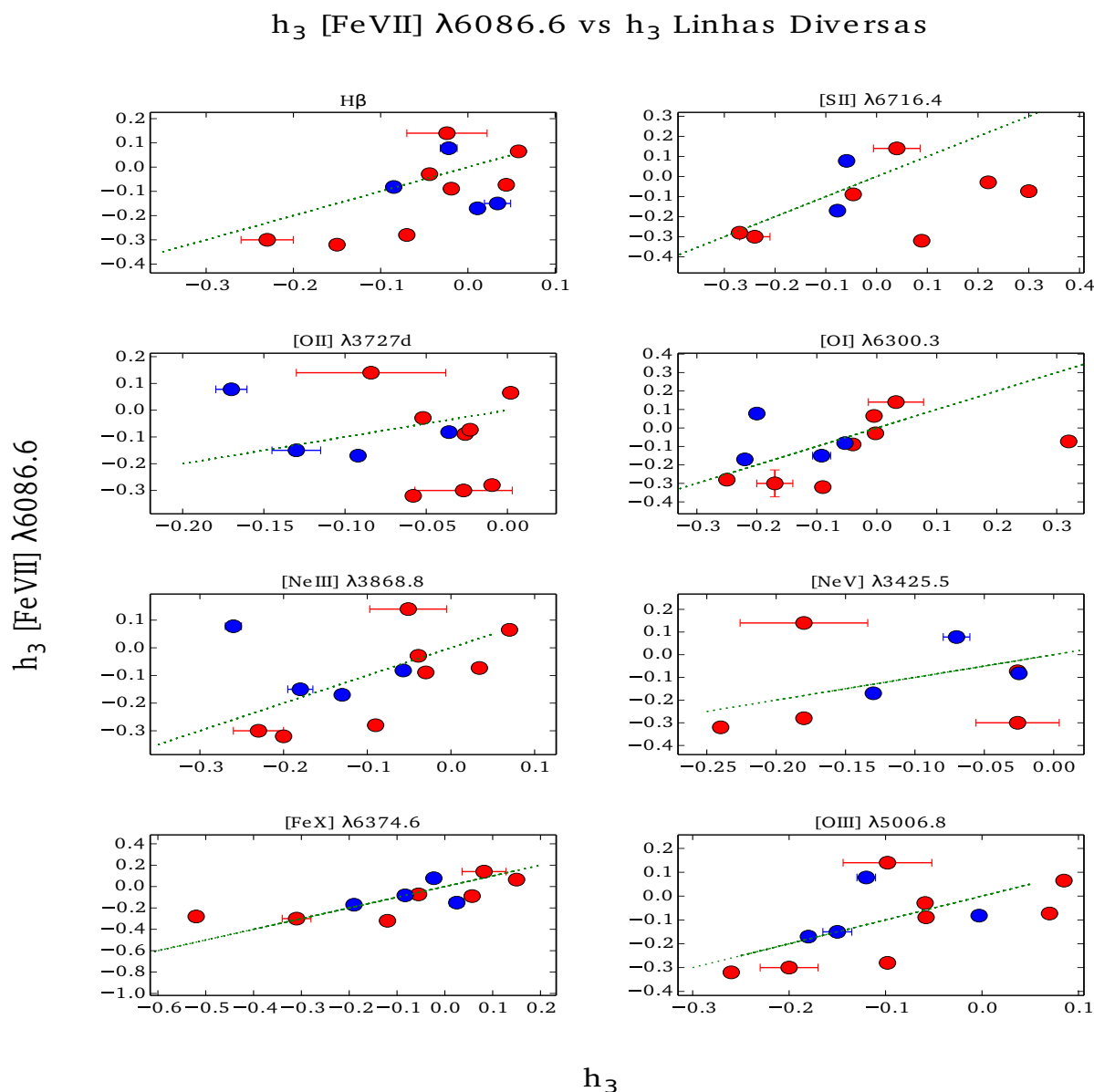


Figura 4.17: O parâmetro h_3 da linha de $[Fe VII] \lambda 6086.6$ em função do parâmetro de diversas linhas em emissão. Os círculos azuis representam os objetos do tipo 1 e os vermelhos os do tipo 2. As linhas verdes representam uma reta identidade.

Na figura 4.17, onde se põe as demais linhas em comparação com a linha de $[Fe VII]$

$\lambda 6087$, vê-se que as linhas de baixa ionização de forma alguma seguem um comportamento semelhante ao desta CL: esta última apresenta desvios para azul mais acentuados, e além disso, os valores deste parâmetro se afastam consideravelmente da reta unitária. As linhas de média ionização [O III] e [Ne III] apresentam maiores desvios para o azul, e os valores se aproximam da reta unitária, embora com uma dispersão visível. A CL de [Fe X] $\lambda 6375$, no entanto, apresenta valores que se distribuem muito próximos da reta unitária e ainda apresenta desvios para o azul mais acentuados que a linha de [Fe VII].

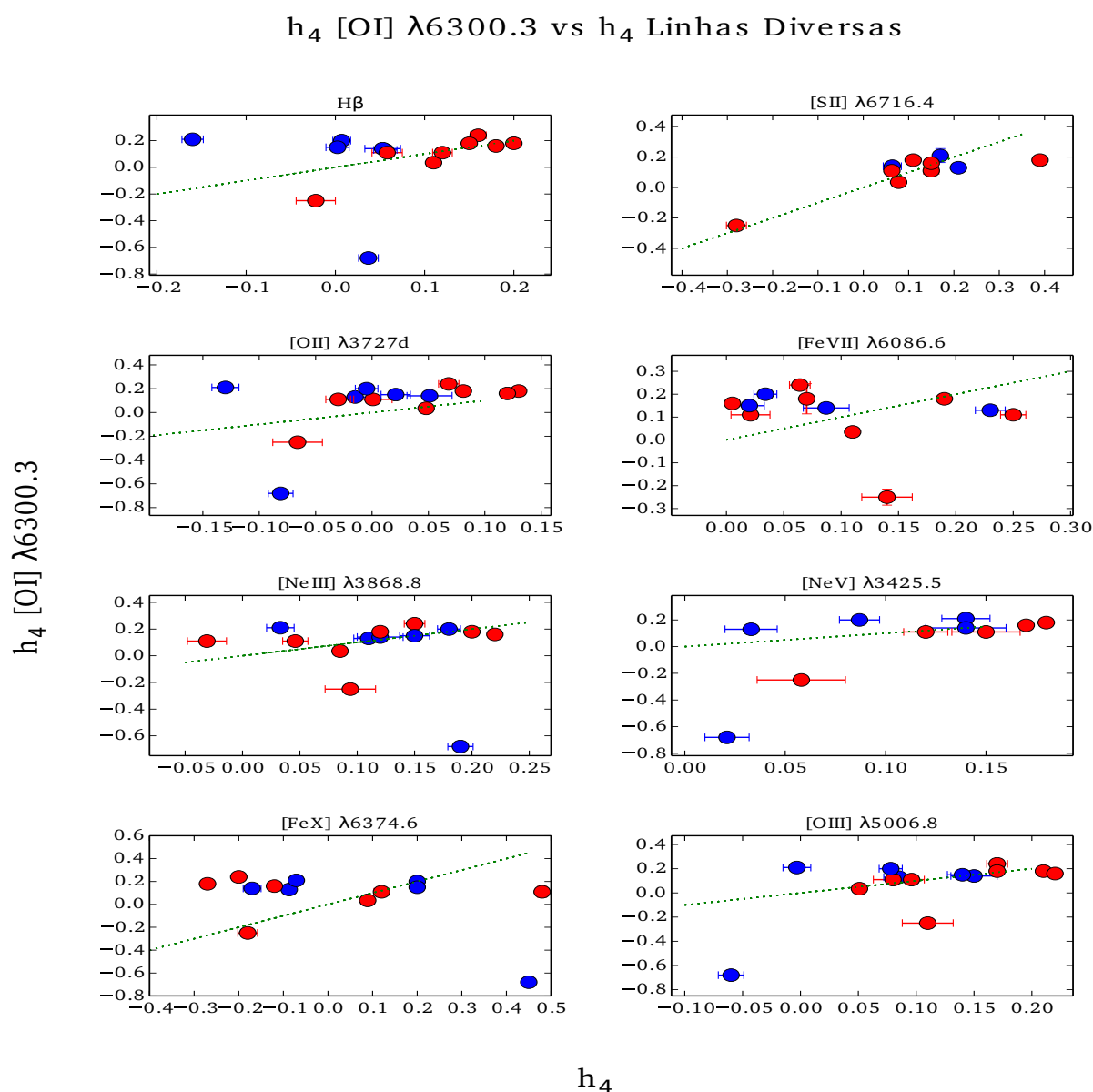


Figura 4.18: O parâmetro h_4 da linha de [O I] $\lambda 6300.3$ em função do parâmetro de diversas linhas em emissão. Os círculos azuis representam os objetos do tipo 1 e os vermelhos os do tipo 2. As linhas verdes representam uma reta identidade.

Estes resultados são bastante interessantes, pois mostram que as linhas de [Fe VII] e [Fe X] podem efetivamente ser utilizadas como boas traçadoras de escoamentos, em

comparação ao uso habitual da linha de [O III]. De fato, uma vez que o parâmetro em questão mede as assimetrias do perfil da linha, as CLs de ferro mostram de forma ainda mais clara a presença de *outflows*.

Em relação à linha de [Ne V] vista em conjunto com [Fe VII] $\lambda 6087$ há uma tendência da distribuição se manter próxima da reta unitária, embora um espalhamento maior nos valores se mostre presente.

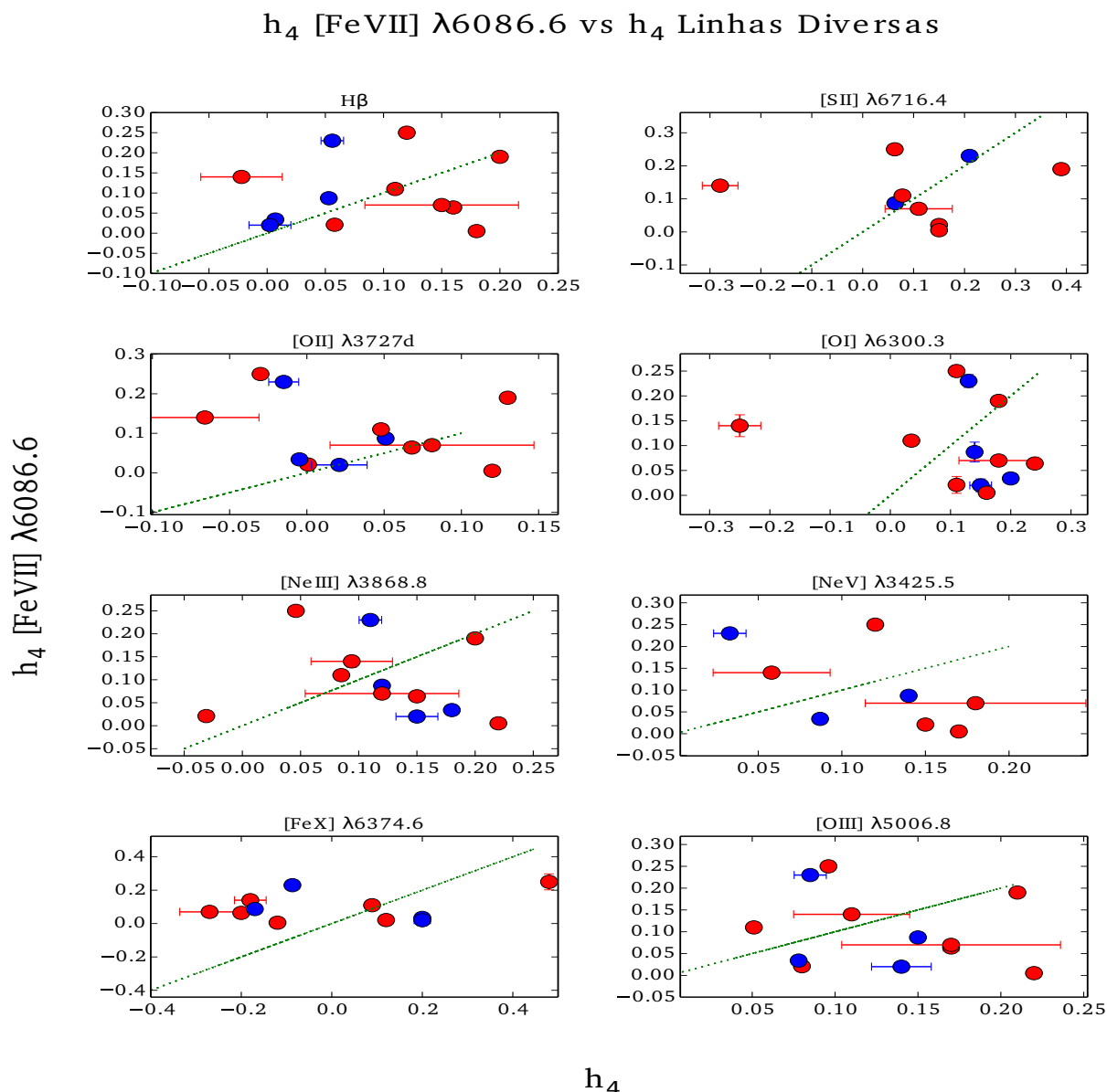


Figura 4.19: O parâmetro h_4 da linha de [Fe VII] $\lambda 6086.6$ em função do parâmetro de diversas linhas em emissão. Os círculos azuis representam os objetos do tipo 1 e os vermelhos os do tipo 2. As linhas verdes representam uma reta identidade.

Em relação ao h_4 , na figura 4.18 existe uma forte tendência para os valores traçados se aproximarem da reta unitária, considerando os valores encontrados para [O I] e aqueles encontrados para as linhas de H β , [S II], [Ne III], [Ne V] e [O III] em Seyferts 2. E na

figura 4.19 vê-se que não há nenhuma tendência entre os parâmetros das linhas analisadas a seguirem o mesmo padrão encontrado para a linha de [Fe VII], nem mesmo [Fe X], da mesma espécie, ou [Ne V] de PI semelhante.

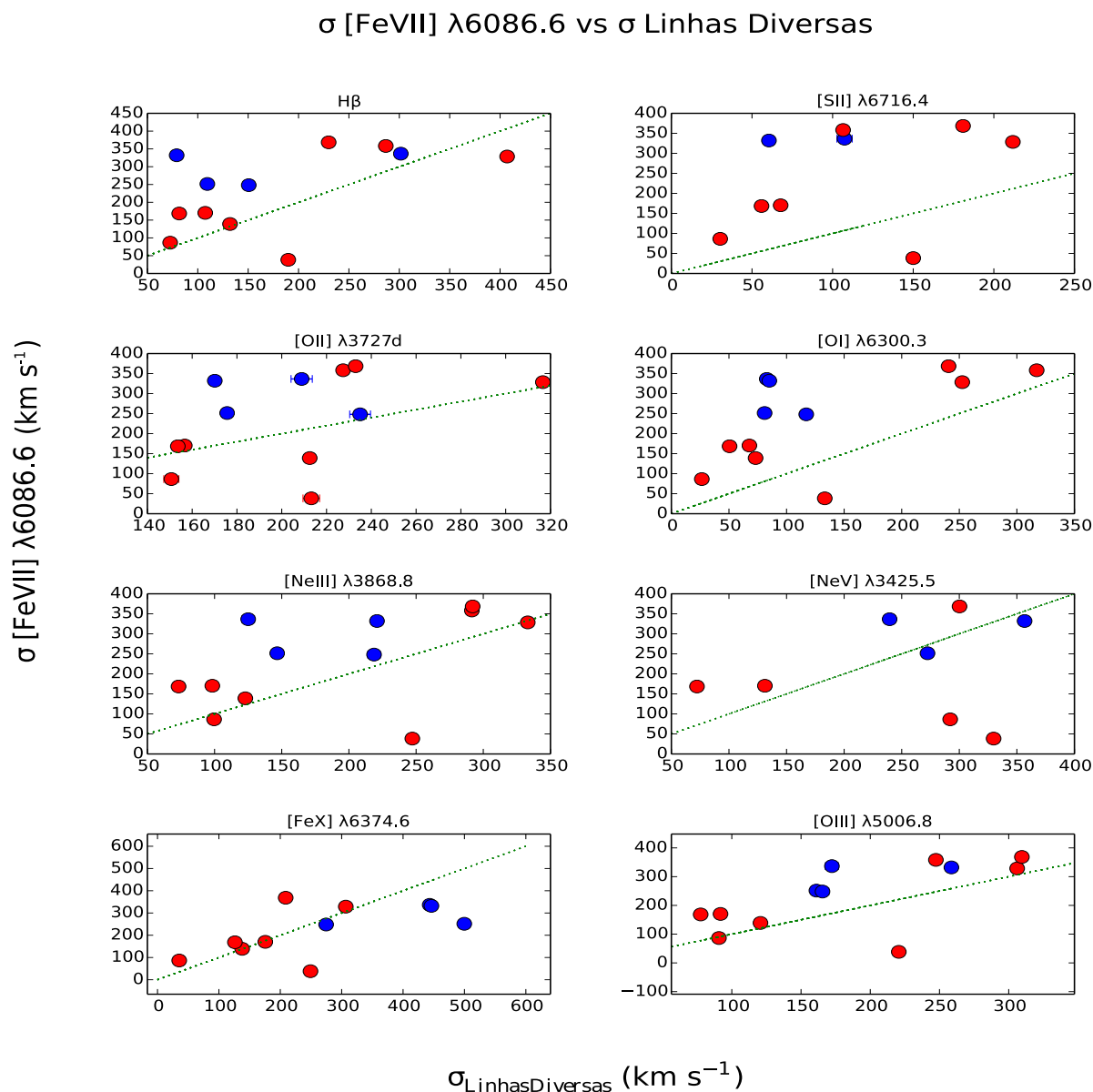


Figura 4.20: A relação $\sigma - \sigma$ entre o parâmetro da linha de [Fe VII] λ 6086.6 e outras linhas diversas. Os círculos azuis representam os objetos do tipo 1 e os vermelhos os do tipo 2. As linhas verdes representam uma reta identidade.

Para $H\beta$, em objetos do tipo Seyfert 1s, essa relação não se mantém, provavelmente devido à contaminação com a componente larga desta linha. Vê-se ainda nesta figura, que as linhas de [Fe VII] e [Fe X] não mantêm a mesma relação com a linha de oxigênio analisada. De forma geral, vimos através da figura 4.13 que os valores de h_4 não sofrem

um espalhamento, ao contrário se mostram uniformes, como já havia sido reportado em Riffel & Storchi-Bergmann (2011).

Viu-se anteriormente que, ao menos para as Seyfert 1s, existe a relação σ -PI, na qual σ cresce à medida que aumenta o PI da linha. Sendo de especial interesse neste estudo, deseja-se comparar a CL de [Fe VII] $\lambda 6086.6$ com as demais linhas em emissão. Para isso, traçou-se gráficos onde o σ daquela linha é relacionado ao σ das demais, como pode ser visto na figura 4.20.

Desta figura, nota-se que para nenhuma linha de baixo PI há uma tendência de comportamento similar ao da CL de [Fe VII]. Para as linhas de [Ne III], [Ne V] e [O III], os valores de σ e aqueles da linha de [Fe VII] apresentam tendências de se aproximarem da reta unitária. Em todos esses casos, porém, a linha de [Fe VII] tem a tendência de apresentar maiores valores de σ em comparação com as demais. Como já foi discutido, a maior dispersão de velocidade das CLs é interpretado como evidência de estratificação na NLR. A figura apresenta uma tendência forte de que os valores entre as linhas de [Fe VII] e [Fe X] apresentem valores próximos à unidade.

Notou-se que as linhas coronais de [Fe VII] $\lambda 6086.6$, [Ne V] $\lambda 3425.5$ e [Fe X] $\lambda 6374$ apresentam velocidades de dispersão (σ) com valores mais elevados que as demais linhas. Os valores de deslocamento do centroide destas CLs, no espaço de velocidades, são maiores que as linhas de menor PI. O parâmetro h_3 das linhas de maior PI destacadas é mais negativo se comparado às linhas de menor PI, indicando assimetrias para o azul mais acentuadas nas primeiras do que nas últimas. Esses resultados se mantêm quando comparados à linha de [O III], normalmente escolhida como traçadora da presença de escoamentos na NLR. Os resultados aqui apresentados, para estes parâmetros cinemáticos, concordam com outros trabalhos na literatura, que utilizando evidências observacionais independentes, apontam para presença de escoamentos em objetos pertencentes a nossa amostra, sejam eles: MRK 573 (Fisher et al. 2010, 2016), NGC 3081 (Schnörr-Müller et al., 2016), NGC 4507 (Tombsi et al., 2010) e NGC 7674 (Shastri et al., 2006). Para esses objetos são apresentadas comparações entre os perfis de algumas linhas representativas, respectivamente nas figuras 4.21, 4.22, 4.23 e 4.24 criadas com os espectros obtidos para este trabalho.

Esses resultados confirmam que as linhas de [Fe VII] $\lambda 6086.6$, [Ne V] $\lambda 3425.5$ e [Fe X] podem ser utilizadas em substituição da linha de [O III] $\lambda 5007$, como indicadores de escoamentos na região nuclear, considerando ainda que se mostram proeminentes no espectro. O uso da linha de [Fe X] em espectros óticos, no entanto, fica restrito a objetos mais

próximos, que podem ser observados com uma boa razão S/R e boa resolução espectral já que esta última é intrinsicamente mais fraca. O perfil dessa linha ainda pode apresentar sobreposições com o perfil da linha de [O I] $\lambda 6364$, prejudicando a sua análise. A linha de [Fe VII] $\lambda 6086.6$, no entanto, se vê livre desse tipo de interferência. Fornece portanto, devido aos parâmetros discutidos, uma melhor informação a respeito de escoamentos se comparada com [O III].

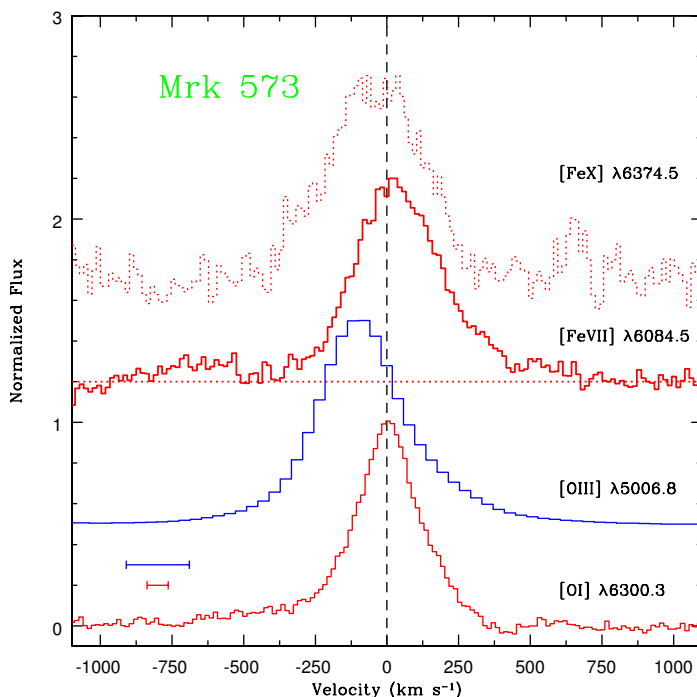


Figura 4.21: Comparação entre os perfis de linhas de baixa, média e alta ionização para MRK 573. Fisher et al. (2010, 2016) apresentam resultados independentes que confirmam a presença de *outflows* nucleares nesse objeto.

Quanto à linha de [Ne V], ela é útil em observações no ótico, mesmo quando os objetos são muito distantes, com $z > 0.8$. De fato, nestes casos, a linha de [O III] é deslocada para o infravermelho. Barrows et al. (2013), sem fazer um corte baseado na razão S/R, apontam que o número de fontes no ótico que apresentam a linha de [Ne V], nos dados do SDSS ultrapassa o número de 39800, com um limite superior de $z \approx 1.7$. Em objetos distantes, ainda que todas as linhas aqui discutidas sejam deslocadas para o NIR, pode ser mais vantajoso a observação de [Ne V] ou [Fe VII] do que [O III] no mapeamento de escoamentos. Isso porque, como foi aqui relatado no capítulo III, em Seyfert 1s existe uma forte contaminação por Fe II, cuja emissão de milhares de multipletos, afetam consideravelmente a região onde [O III] está localizada.

Obter uma emissão limpa de [O III], seja por emissão de Fe II ou por população estelar,

pode ser mais dispendioso do que analisar diretamente as linhas de [Ne V] e [Fe VII] as quais sofrem pouca interferência por essas duas componentes.

Vale a pena ressaltar, no entanto, que não pretendemos eliminar a linha de [O III] como traçadora de escoamentos de gás. Quanto mais indicadores possam ser utilizados e caracterizados, vínculos mais robustos podem ser adicionados ao modelo geral de AGNs.

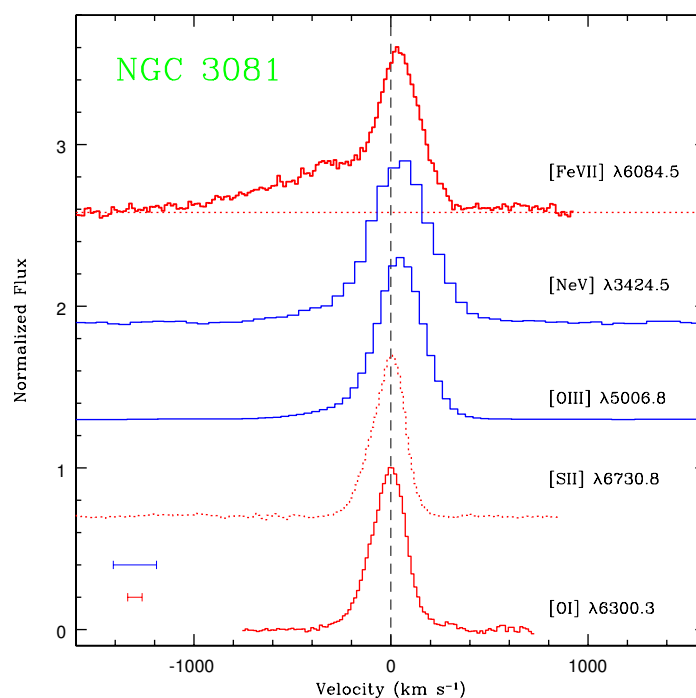


Figura 4.22: Comparação entre os perfis de linhas de baixa, média e alta ionização para NGC 3081. Em Schnörr-Müller et al. (2016) são apresentados resultados independentes que confirmam a presença de *outflows* nucleares nesse objeto.

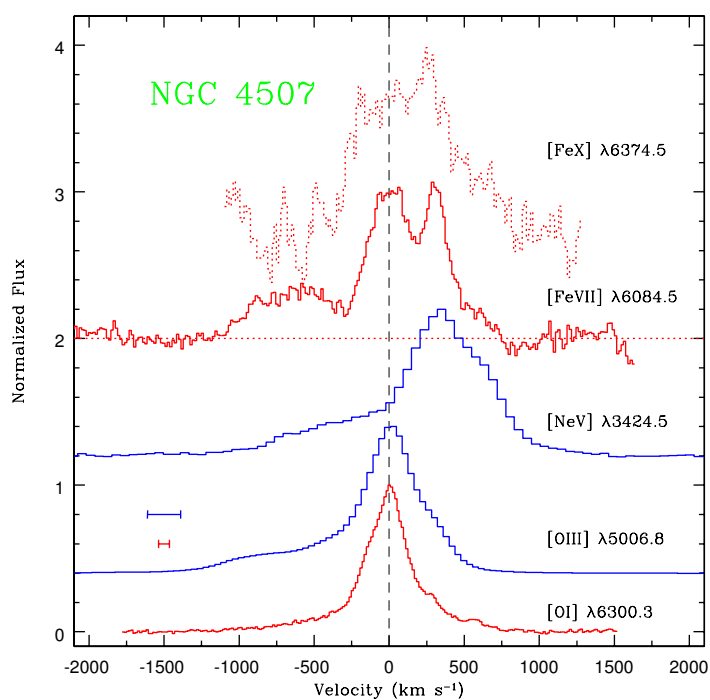


Figura 4.23: Comparação entre os perfis de linhas de baixa, média e alta ionização para NGC 4507. Tombesi et al. (2010) apresentam resultados independentes que confirmam a presença de *outflows* nucleares nesse objeto.

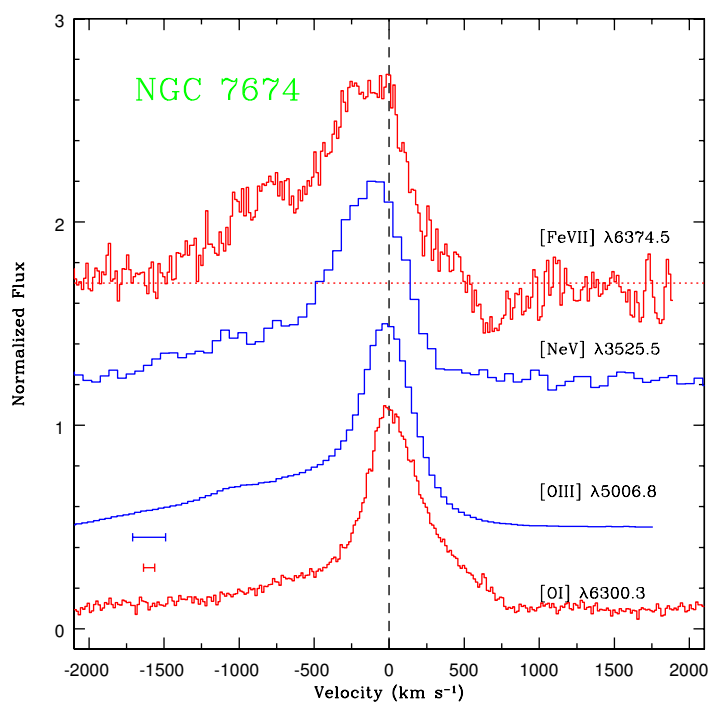


Figura 4.24: Comparação entre os perfis de linhas de baixa, média e alta ionização para NGC 7674. Tombesi et al. (2010) apresentam resultados independentes que confirmam a presença de *outflows* nucleares nesse objeto.

Capítulo 5

Razões de fluxos das linhas em emissão

As linhas em emissão que se podem observar, à semelhança do que se vê nos objetos da amostra deste estudo, chegam até o observador repletas de informações. A origem de uma linha depende de diversos fatores, tais como a matéria do meio onde ela é produzida, e os mecanismos energéticos envolvidos. O estudo dessas linhas, portanto, pode ajudar na compreensão dos processos físicos, da cinemática e na caracterização do meio no qual surgem. As linhas podem ser produzidas por fotoionização por uma fonte central (estelar ou não-térmica), por excitação via aquecimento mecânico (choques), ou uma combinação desses processos. Elas são dependentes de parâmetros como a temperatura, densidade, abundância química e fator de ionização, por exemplo.

O estudo do fluxo das linhas, de forma especial através de razões de fluxos, permite obter informações sobre a origem e o meio em que elas surgiram. Neste capítulo são analisadas as linhas espectrais em emissão dos objetos da amostra, agora sob a perspectiva de seus fluxos. Tal análise pode ajudar a estabelecer vínculos sobre as condições e mecanismos físicos que originam as CLs, providenciando vínculos adicionais aos obtidos no capítulo anterior. Além disso, também fornece parâmetros na compreensão da extinção e dos mecanismos de excitação presentes em AGNs.

5.1 Razões de fluxo em função da extinção.

A radiação de qualquer fonte do universo é afetada pelo meio no qual se propaga, seja o meio interestelar da galáxia observada, o meio intergalático, ou a atmosfera terrestre.

Fenômenos de extinção, espalhamento seletivo, absorções no meio interestelar e/ou intergalático entre outros podem estar envolvidos. Estudar os fluxos das linhas não só permite entender os mecanismos que as geram, mas também permite a criação de modelos sobre a região emissora. Na tentativa de compreender os processos em AGNs e modelar a morfologia e física envolvidas, se faz necessário, entre outros, o estudo do fenômeno da extinção por poeira.

Nesta seção são tratadas as razões de fluxo em função da extinção medida para os objetos da amostra. Nas figuras 5.1, 5.2 e 5.3 são dispostas razões de fluxos de linhas em emissão em função da extinção intrínseca medida.

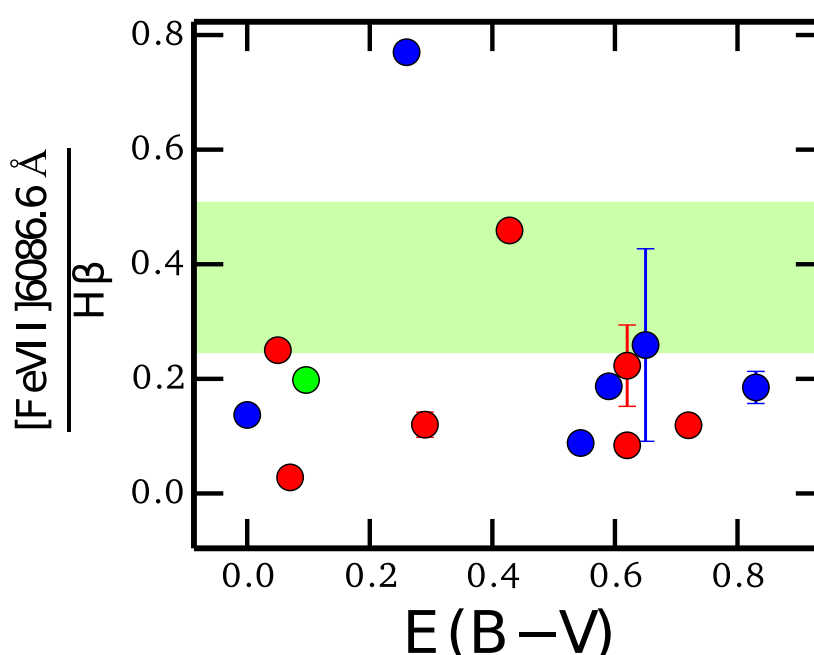


Figura 5.1: Razões de fluxo de $[Fe\ VII] \lambda 6087 / H\beta$ vs $E(B-V)$. Os pontos azuis representam as Seyfert 1s e os vermelhos as Seyfert 2s. O ponto verde representa a CLiF NGC 424, e a faixa verde representa a localização das CLiFs estudadas por Rose et al. (2015).

Na figura 5.1 são apresentadas as razões de fluxo entre as linhas $[Fe\ VII] \lambda 6087$ e $H\beta$ em função da extinção $E(B-V)$ da galáxia. O que se nota nessa figura é que não há uma separação entre Seyfert 1s e 2s. Em ambos os casos, ao longo dos valores medidos para a extinção, os valores da razão estudada se distribuem em uma faixa que não ultrapassa o valor de 0.3 para a maior parte dos pontos. Exceções são as galáxias NGC 3783 e NGC 1320. Por comparação, a área verde representa a faixa de valores onde se encontram as CLiFs, como apresentado por Rose et al. (2015). Vê-se que as CLiFs se distribuem com valores um pouco mais elevados que o restante dos objetos. NGC 424, no citado trabalho, aparece com um valor de 0.28 para essa razão. Note, contudo, que eles não realizam

correção por $E(B-V)$ nos objetos da sua amostra.

A razão analisada na figura 5.1 remete à comparação entre uma linha coronal e uma linha de baixa ionização. De fato, é esperado que as CLiFs apresentem fluxos maiores nas CLs. Segundo a interpretação de Rose et al. (2015), objetos desta espécie de AGNs devem estar dispostos de tal maneira que a parede interna, mais afastada, do *torus* se apresenta em um ângulo ótimo, permitindo a observação direta da região emissora de CLs. O pouco espalhamento nos valores desta razão e a falta de correlação com a extinção, indica que as CLs são produzidas em ambientes com pouca poeira, sendo que, a extinção medida é atribuída à galáxia hospedeira, principalmente. Essa conclusão deve-se ao fato de que tanto Seyfert 1s quanto Seyfert 2s ocupam o mesmo intervalo de valores.

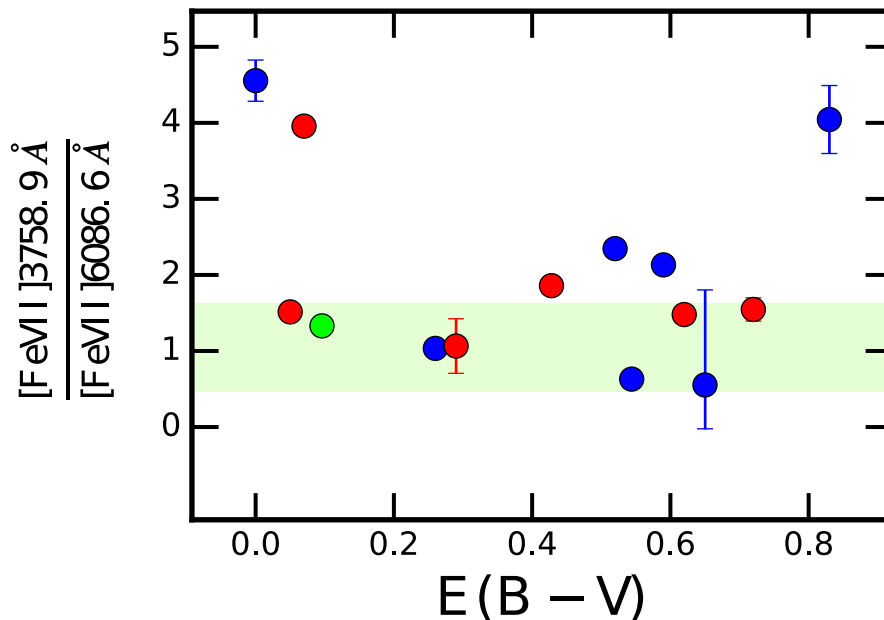


Figura 5.2: Razões de fluxo de $[\text{Fe VII}] \lambda 3759 / [\text{Fe VII}] \lambda 6087$ vs $E(B-V)$. Os pontos azuis representam as Seyfert 1s e os vermelhos as Seyfert 2s. O ponto verde representa a CLiF NGC 424, e a faixa verde representa a localização das CLiFs estudadas por Rose et al. (2015).

Na figura 5.2 apresenta-se as razões de fluxo entre das linhas $[\text{Fe VII}] \lambda 3759$ e $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ vs $E(B-V)$. Nos dados analisados, a linha de $[\text{Fe VII}] \lambda 3759$ se localiza no extremo azul do espectro. A correção pelos efeitos de avermelhamento Galáctico e intrínseco fazem destacar a intensidade desta linha, chegando a atingir intensidades maiores do que $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$. Ve-se que a maior parte dos fluxos se distribuem no intervalo entre 0.5 e 2.5. Novamente, não se observa dependência com o avermelhamento. Rose et al. (2011) sugerem que esta razão é um bom indicador do nível de ionização do gás. O espalhamento observado na razão sugere um amplo intervalo de condições físicas do gás onde são produzidas.

Viu-se no capítulo anterior, que tanto a linha de $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$, quanto a de $[\text{Ne V}]$

$\lambda 3425$ estão relacionadas cinematicamente, e apontam para *outflows*. É de interesse a investigação de como se comportam os fluxos destas linhas nas Seyfert 1s e 2s. Na figura 5.3 a razão entre os fluxos destas duas linhas são apresentados em função da extinção.

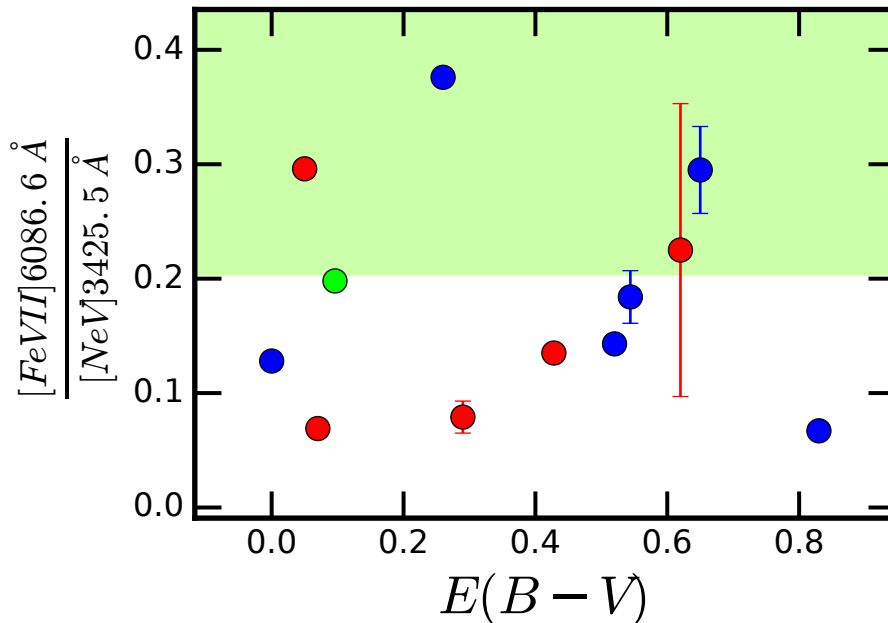


Figura 5.3: Razões de fluxo de [Fe VII] $\lambda 6087$ / [Ne V] $\lambda 3425$ vs $E(B-V)$. Os pontos azuis representam as Seyfert 1s e os vermelhos as Seyfert 2s. O ponto verde representa a CLiF NGC 424, e a faixa verde representa a localização das CLiFs segundo Rose et al. (2015).

A figura 5.3 revela um resultado que é comum a todas as figuras deste capítulo: não é possível fazer uma distinção nos diagramas entre o espaço ocupado pelos objetos dos tipos 1 ou 2. Embora os parâmetros cinemáticos entre esses dois tipos de AGNs, como analisados no capítulo anterior, apresentam-se de forma distinta, não há diferenças quando se analisam os fluxos das linhas.

Note que [Fe VII] $\lambda 6087$ e [Ne V] $\lambda 3425$ possuem potenciais de ionização semelhantes (~ 100 eV), assim como as densidades críticas quase idênticas nas correspondentes transições ($\log n_{crit} \sim 7.5$ cm^{-3}). Portanto, as diferenças observadas entre o fluxo de [Fe VII] e [Ne V] não podem ser devidas à forma do contínuo ionizante e nem mesmo à diferença de densidades nas nuvens emissoras que as produzem. A causa desta diferença deve estar ligada à diferença intrínseca de abundância relativa das espécies.

Os resultados das figuras 5.1, 5.2 e 5.3 mostram que as intensidades das CLs não sofrem grande influência pela poeira. De fato, não se nota nenhuma tendência entre os fluxos com respeito ao avermelhamento. Isto sugere que as CLs se formam em uma região com muito pouca poeira, e enfraquece o cenário sugerido por Pier & Voit (1995) de que estas linhas se formam a partir de material evaporado do *torus* com exceção das CLiFs. De fato, vê-se

em dois dos três diagramas apresentados que os valores das razões das galáxias não-CLiFs ocupam regiões abaixo daquelas ocupadas pelas CLiFs. Na figura 5.2 todos os objetos se confundem, mas nela as razões de fluxo são entre duas linhas de ferro. Com as demais figuras pode-se inferir que haja uma maior abundância de ferro, o que por sua vez, favorece que as linhas sejam criadas próximas ao *torus*, onde os grãos de poeira são evaporados liberando o metal.

5.2 Razões de fluxo entre linhas de alta, média e baixa ionização.

A figura 5.4 mostra como se distribuem os fluxos das linhas de ferro, através das razões entre as linhas [Fe VII] $\lambda 3759$ e [Fe VII] $\lambda 6087$ e as linhas [Fe VII] $\lambda 5721$ e [Fe VII] $\lambda 6087$. Mais uma vez, a CLiF NGC 424 não se destaca em relação às demais galáxias. No entanto, aqui, as Seyfert 2s se mostram em uma região mais compacta se comparadas às Seyfert 1s. A exceção é a Seyfert 2 NGC 4507. Este objeto apresenta em seu espectro picos duplos nas linhas de ferro, e as linhas [Fe VII] $\lambda 6087$ e [Fe VII] $\lambda 5721$ foram decompostas em três componentes: de perfil largo, de perfil estreito apresentando um *blueshift* e outro apresentando um *redshift*. Esse processo pode imprimir um viés nas razões aqui apresentadas, de forma que esta galáxia pode não ser representativa para os valores encontrados para as Seyfert 2s.

Ainda, para testar a hipótese de que a o gás emissor das CLs em CLiFs situa-se próximo à parede do *torus*, investiga-se o comportamento da linha coronal de [Ne V] $\lambda 3425$ em comparação com a linha de maior PI detectada nos espectros [Fe X] $\lambda 6375$. Na figura 5.5 são postas em contraste as razões de fluxo entre as linhas de [Ne V] $\lambda 3425$ e $H\beta$, e entre as linhas [Fe X] $\lambda 6375$ e $H\beta$. O resultado indica que as CLiFs da amostra de Rose et al. (2015) não diferem nos valores das razões de fluxos em relação à amostra deste trabalho.

A figura 5.6 apresenta razões de fluxo entre as linhas [Ne V] $\lambda 3425$ e [Ne III] $\lambda 3860$, e as linhas [Fe X] $\lambda 6375$ e [Fe VII] $\lambda 6087$. As diferenças entre o comprimento de onda entre cada par de linhas são pequenas, de forma que se pode desprezar efeitos de avermelhamento nos fluxos dessas linhas. Ainda, par a par, por essas linhas serem de mesma espécie atômica, o diagnóstico permite descartar que os resultados sejam influenciados por efeitos de abundância química.

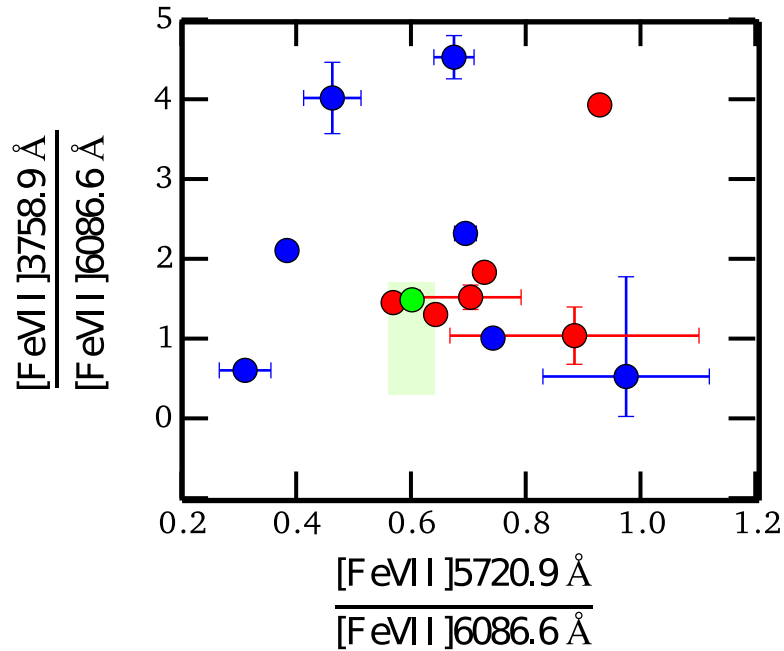


Figura 5.4: Razões de fluxo de $[\text{Fe VII}] \lambda 3759 / [\text{Fe VII}] \lambda 6087$ vs $[\text{Fe VII}] \lambda 5721 / [\text{Fe VII}] \lambda 6087$. Os pontos azuis representam as Seyfert 1s e os vermelhos as Seyfert 2s. O ponto verde representa a CLiF NGC 424, e a faixa verde representa a localização das CLiFs estudadas por Rose et al. (2015).

Observa-se da figura 5.6 que os valores se espalham de forma que os objetos mais extremos, para ambas as razões de fluxos, atingem valores de cerca de seis vezes o valor dos objetos de menor razões. Atribuímos essas discrepâncias entre objetos à forma intrinsecamente diferente do contínuo ionizante, nas faixas de potenciais de ionização envolvidos, isto é, entre 41.0 e 97.1 eV para as linhas de neônio, e entre 99.1 e 233.6 eV para as linhas de ferro.

Gelbord et al. (2009), com uma amostra de 63 AGNs selecionados de espectros SDSS, encontram que a distribuição de luminosidade para a $[\text{O III}]$ é semelhante entre as galáxias Seyfert 1s, Seyfert 2s e NLS1s. Eles ainda apontam que quando a emissão de $[\text{Fe VII}]$ é normalizada por $[\text{O III}]$, não se encontram diferenças significativas entre AGNs de tipo 1 e 2. Esse resultado contradiz estudos realizados por Murayama & Taniguchi (1998) e Nagao et al. (2000) que apontam que as Seyfert 2s possuem menores valores para a razão $[\text{Fe VII}] / [\text{O III}]$, indicando que $[\text{Fe VII}]$ se forma em uma região mais interna da NLR do que $[\text{O III}]$.

Nesse contexto, a figura 5.7 apresenta a razão de fluxos entre $[\text{Fe VII}] \lambda 6087$ e $\text{H}\beta$ em função da razão de fluxos de $[\text{O III}] \lambda 5007 / \text{H}\beta$. Os resultados corroboram os resultados obtidos Gelbord et al. (2009), no sentido que não se podem distinguir Seyfert 1s de 2s com base nessas razões, como a maioria dos resultados obtidos aqui até então. Nesta figura, no

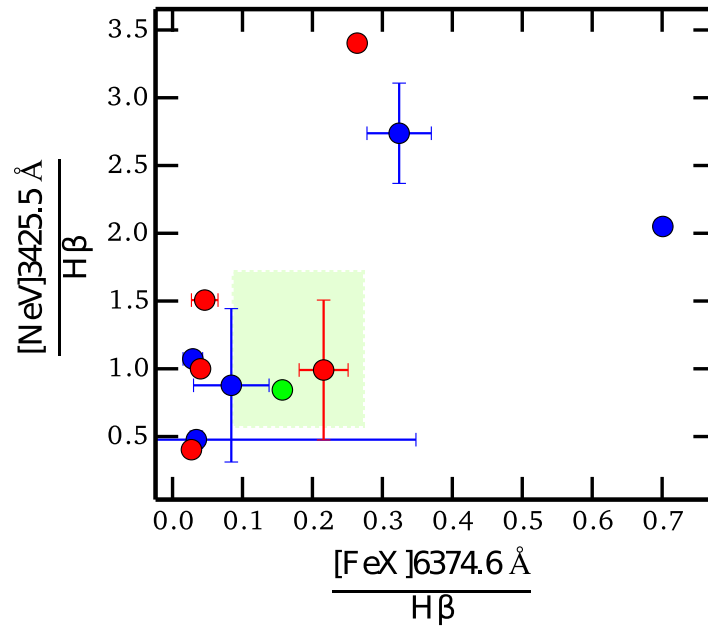


Figura 5.5: Razões de fluxo de $[\text{Ne V}] \lambda 3425 / \text{H}\beta$ vs $[\text{Fe X}] \lambda 6375 / \text{H}\beta$. Os pontos azuis representam as Seyfert 1s e os vermelhos as Seyfert 2s. O ponto verde representa a CLiF NGC 424, e a faixa verde representa a localização das CLiFs segundo Rose et al. (2015).

entanto, nota-se que a região demarcada para as CLiFs posiciona-se um pouco acima em relação às demais galáxias, apresentando um excesso em $[\text{Fe VII}]$ em comparação com os objetos dos tipo Seyfert 1 ou 2 comuns. Esse resultado favorece a interpretação de que nas CLiFs as linhas coronais se formam em uma região separada, rica em ferro, e associada à parede interna do *torus*.

Como conclusão do que foi discutido neste capítulo, impõem-se os resultados de que não há diferenças significativas entre os fluxos medidos para as populações de AGNs do tipo 1 ou 2. Nas CLiFs, existe a tendência destas apresentarem um excesso de emissão de ferro. Estudos publicados por Murayama & Taniguchi (1998) e Nagao et al. (2000) encontram diferenças de fluxo nas razões aqui apresentadas. O presente trabalho, no entanto, confirma os resultados de Gelbord et al. (2009) no ótico e de Rodríguez-Ardila et al. (2011) no infravermelho próximo. Vale ressaltar que os primeiros dois estudos foram pioneiros e embora o número de objetos fosse expressivo (18 Seyfert 1s, e 17 Seyfert 2s), foram realizados com uma amostra muito heterogênea. De fato, as medidas utilizadas variam significativamente, sendo ora tomados da literatura, de diferentes trabalhos, ora obtidos pelos autores (5 objetos no total). Já a amostra de Gelbord et al. (2009) é uma amostra Sloan de 63 objetos, e a amostra de Rodríguez-Ardila et al. (2011) consta de 54 objetos próximos, sendo 47 espectros do IRTF e o restante da literatura. Destaca-se ainda que a amostra deste trabalho, embora em menor número (15 objetos), apresenta

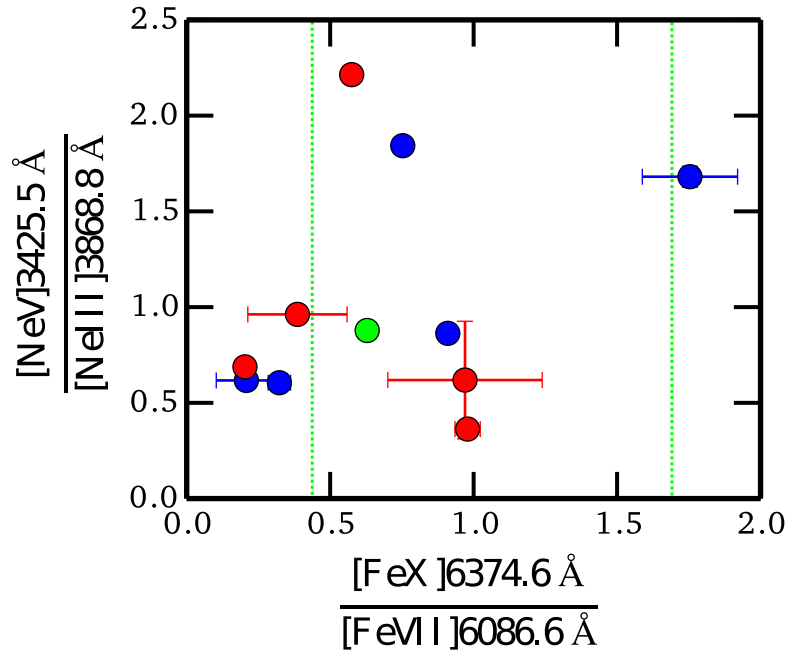


Figura 5.6: Razões de fluxo de [Ne V] λ 3425 / [Ne III] λ 3869 *vs* [Fe X] λ 6375 / [Fe VII] λ 6087. Os pontos azuis representam as Seyfert 1s e os vermelhos as Seyfert 2s. As linhas pontilhadas verdes delimitam o espaço onde se localizam as CLiFs segundo Rose et al. (2015) para as razões de fluxo das linhas de ferro.

uma ótima qualidade, com espectros de alto S/R (maior que 50), objetos próximos ($z < 0.03$) e com resolução superior à do SDSS ($R \approx 3500$), favorecendo portanto a solidez das conclusões.

Do capítulo anterior através da análise da cinemática, concluiu-se que há um efeito de estratificação na produção de CLs. As CLs de maior potencial de ionização são formadas na região mais próxima da BLR. Esse resultado mostrou-se mais sensível em Seyfert 1s devido possivelmente a efeitos de orientação. Neste capítulo, no entanto mostrou-se que não há diferenças entre as razões de fluxos comparando-se objetos do tipo 1 ou 2. CLiFs, contudo, parecem se destacar na produção de linhas coronais, especialmente em [Fe VII]. Para conciliar esses resultados propõe-se um modelo no qual as CLs devem ser formadas em, pelo menos, 3 regiões distintas: (i) nas proximidades das paredes do *torus*, conforme proposta de Rose et al. (2015) para as CLiFs, para dar conta do excesso que se nota nessas; (ii) na região mais interna da NLR, mas ainda acessível tanto em Seyfert 1, quanto em Seyfert 2; (iii) nas componentes de escoamentos, que são melhor notadas nas Seyfert 1s, conforme estabelecido no capítulo anterior. Os efeitos de orientação afetariam medidas de luminosidade, ou de fluxos absolutos. Mas não é esse o caso presente, com medições de razões entre fluxos. As três componentes devem apresentar contribuições relativas de fluxos similares, de forma que mesmo que uma delas esteja oculta, por efeitos de orientação,

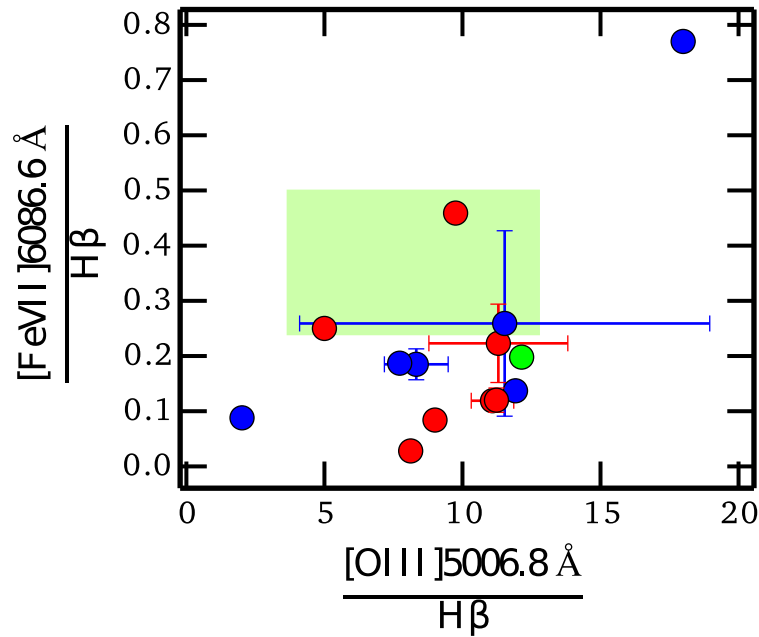


Figura 5.7: Razões de fluxo de $[\text{Fe VII}] \lambda 6087 / \text{H}\beta$ vs $[\text{O III}] \lambda 5007 / \text{H}\beta$. Os pontos azuis representam as Seyfert 1s e os vermelhos as Seyfert 2s. O ponto verde representa a CLiF NGC 424.

isso não afetaria as razões entre linhas observadas.

Em relação aos mecanismos de excitação que podem produzir a emissão de alta ionização, o grande espalhamento observado na maior parte das razões aponta para mais de um processo presente. Isso porque diferenças em um fator de 4 vezes nas razões não podem ser atribuídas a diferenças intrínsecas na forma do contínuo do AGN. Choques, por exemplo, têm ação local (Viegas & Contini, 2001; Rodríguez-Ardila et al., 2017) e podem influenciar consideravelmente as razões observadas. A presença de fortes assimetrias nas linhas coronais analisadas dão um forte suporte a este cenário.

Também, efeitos de abundância química podem estar presentes. Isto se vê claramente na razão $[\text{Ne V}] / [\text{Fe VII}]$. Já que essas linhas possuem PI e densidades críticas quase idênticas, apenas efeitos de abundância podem explicar o espalhamento observado. Há que lembrar que o neônio é um gás nobre, enquanto ferro está sempre ligado a grãos de poeira. Se esta não é destruída ou há uma sub-abundância desse elemento em relação ao neônio, linhas de ferro não serão observadas.

Capítulo 6

Conclusões e perspectivas futuras

Foram analisados espectros de uma amostra composta por 15 AGNs próximos ($z < 0.03$), sendo 7 do tipo Seyfert 1 e 8 do tipo Seyfert 2. Os objetos foram observados com o espectrógrafo Goodman do telescópio SOAR, com resolução superior àquela obtida com dados SDSS e excelente razão S/R, maior que 50. Os espectros foram corrigidos por avermelhamento Galático e intrínseco, e foram subtraídas as contribuições em fluxo de Fe II e da população estelar, através do método pPXF. Também, através este método, foram ajustadas a distribuição de velocidades ao longo da linha de visada (LOSVD) da componente estelar e as linhas em emissão. Estas últimas foram parametrizadas por polinômios de Gauss-Hermite e através dos dados assim obtidos foram analisadas a cinemática do gás e as razões de fluxos das linhas em emissão. Os principais resultados obtidos deste trabalho foram os que seguem:

- As linhas coronais de [Fe VII] $\lambda 6086.6$, [Ne V] $\lambda 3425.5$ e [Fe X] $\lambda 6374$ apresentam velocidades de dispersão (σ) com valores mais elevados que as demais linhas;
- Os valores de deslocamento do centroide destas CLs, no espaço de velocidades, são maiores que as linhas de menor PI;
- O parâmetro h_3 das linhas de maior PI é mais negativo se comparado às linhas de menor PI, o que significa que apresentam maiores assimetrias para o azul em seus perfis;
- O parâmetro h_4 neste trabalho e em outros da literatura se mostra homogêneo, seja entre as CLs ou entre as LILs, com valores em torno de $h_4 = 0$;

- São bem estabelecidas, sobretudo para as galáxias do tipo Seyfert 1, as relações entre as velocidades de dispersão (σ) do gás e o potencial de ionização (PI) das linhas em emissão; ou entre o deslocamento do centroide das linhas (ΔV) e o σ ; ou ainda entre as densidades críticas das linhas e o PI. Esses resultados apontam para uma estratificação das nuvens emissoras, no sentido que as linhas de maior PI devem ter seu gás emissor em regiões mais próximas do núcleo. Apontam ainda para a presença de escoamentos.
- Para as Seyfert 2s, as relações citadas acima apresentam tendências mais débeis, sugerindo que os efeitos de orientação afetam os parâmetros cinemáticos;
- As linhas coronais de [Fe VII] $\lambda 6086.6$ e [Ne V] $\lambda 3425.5$, principalmente, apresentam tendências que comparadas à linha de [O III] $\lambda 5007$ indicam serem boas traçadoras de escoamentos. Considerando que são linhas proeminentes, em um espectro de bom S/R, se mostram até mais eficazes que a linha de oxigênio;
- Quanto à linha de [Ne V], ela é útil em observações no ótico, mesmo quando os objetos são muito distantes com $z > 0.8$;
- As razões de fluxo apresentadas mostram que não há diferenças significativas entre os AGNs do tipo 1 ou 2;
- As CLiFs se apresentam com um fluxo maior para as CLs, sobretudo as linhas de [Fe VII];
- Para entender o porquê os valores das razões de fluxos entre objetos do tipo 1 e do tipo 2 apresentam a mesma distribuição de valores, foi proposto um modelo onde as CLs seriam produzidas em três regiões diferentes: (i) a parede interna do *torus* ou suas mediações; (ii) a parte da NLR não oculta para a Seyfert 2s; (iii) uma componente de gás em escoamento;
- As diferenças entre as razões de fluxos medidas, descartados os efeitos de extinção, da diferença de densidades ou temperatura; devem se dar por diferenças intrínsecas a cada objeto em seu contínuo emitido pela fonte central;
- Ainda, para dar conta dos fluxos emitidos, os mecanismos de choques, previstos pela cinemática devem estar de fato presentes, somando-se à fotoionização pela fonte central como mecanismos de produção de CLs.

Complementando este trabalho, apresentam-se como perspectivas: (i) a possibilidade de se realizar estudos com uma estatística robusta, através de amostra Sloan de objetos próximos, utilizando a linha coronal [Fe VII] $\lambda 6087$, ou de objetos distantes, para os quais se poderia utilizar a linha [Ne V] $\lambda 3425.5$ para identificar e caracterizar escoamentos; (ii) a criação de modelos para AGNs, com os códigos CLOUDY (Ferland, 1996) e SUMA (Contini & Viegas, 1994), levando em conta as três regiões emissoras de CLs que foram propostas neste trabalho; (iii) a utilização de espectroscopia com unidades de campo integral no infravermelho, complementando os dados aqui obtidos no ótico, através da qual os parâmetros cinemáticos aqui estudados poderiam ser explorados com a criação de mapas bi-dimensionais.

Bibliografia

ANTONUCCI, R., *Unified models for active galactic nuclei and quasars*, **ARA&A**, v. 31, 1993, p. 473–521.

BARROWS, R., ET AL., *Identification of Outflows and Candidate Dual Active Galactic Nuclei in SDSS Quasars at $z = 0.8-1.6$* , **ApJ**, v. 769, 2013, AId 95 (pp.18).

BLUMENTHAL, G., MATHEWS, W., *Theoretical emission line profiles in QSOs and Seyfert galaxies*, **ApJ**, v. 198, 1975, p. 517–526.

BOROSON, T., GREEN, R., *The emission-line properties of low-redshift quasi-stellar objects*, **ApJSS**, v. 80, 1992, p. 109–135.

CAPPELLARI, M., EMSELLEM, E., *Parametric Recovery of Line-of-Sight Velocity Distributions from Absorption-Line Spectra of Galaxies via Penalized Likelihood*, **PASP**, v. 116, 2004, p. 138–147.

CARDELLI, J., CLAYTON, G., MATHIS, J., *The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction*, **ApJ**, v. 345, 1989, p. 245–256.

CLEGG, P., WILLIAMS, P., *Physics of galaxies*, **Queen Mary University of London**, 2005.

COMBES, F., ET AL., *ALMA reveals the feeding of the Seyfert 1 nucleus in NGC 1566*, **A&A**, v. 565, 2014, A97.

CONDON, J., HUANG, Z., YIN, Q., THUAN, T., *Compact starbursts in ultraluminous infrared galaxies*, **ApJ**, v. 378, 1991, p. 65–76.

CONTINI, M., PRIETO, M., VIEGAS, S., *Gas and Dust Emission from the Nuclear Region of the Circinus Galaxy*, **ApJ**, v. 505, 1998, p. 621–633.

CONTINI, M., VIEGAS, S., *The Interpretation of AGN Spectra by SUMA, The Analysis of Emission Lines. Poster papers from the Space Telescope Science Institute symposium in honor of the 70th birthdays of D.E. Osterbrock and M.J. Seaton*, 1994.

CONTINI, M., VIEGAS, S. , *A Grid of Composite Models for the Simulation of the Emission-Line Spectra from the Narrow-Line Regions of Active Galaxies*, **ApJS**, v. 132, 2001, p. 211–232.

CRENSHAW, D., ET AL., *Radial Velocity Offsets Due to Mass Outflows and Extinction in Active Galactic Nuclei*, **ApJ**, v. 708, 2010, p. 419–426.

DE ROBERTIS, M., OSTERBROCK, D., *An analysis of the narrow-line profiles in high ionization Seyfert galaxies*, **ApJ**, v. 286, 1984, p. 171–185.

DE ROBERTIS, M., OSTERBROCK, D., *An analysis of the narrow line profiles in Seyfert 2 galaxies*, **ApJ**, v. 301, 1986, p. 727–741.

DE ROBERTIS, M., SHAW, R., *Line Profiles and the Kinematics of the Narrow-Line Region in Seyfert Galaxies*, **ApJ**, v. 348, 1990, p. 421.

DREYER, J. , *A New General Catalogue of Nebulae and Clusters os Stars*, **RAS**, v. 49, 1888.

DURRET, F., BERGERON, J., *The narrow line active galaxies NGC 3081 and NGC 4507 - From the infrared to the UV*, **A&A**, v. 156, 1986, p. 51–63.

ERKENS, U., APPENZELLER, I., WAGNER, S., *The nature of the FHIL winds from AGN*, **A&A**, v. 323, 1997, p. 707–716.

EVANS, I., *Nuclear emission-line intensities and profiles in NGC 3783*, **ApJS**, v. 67, 1988, p. 373–402.

FALCKE, H., WILSON, A., SIMPSON, C., *Hubble Space Telescope and VLA Observations of Seyfert 2 Galaxies: The Relationship between Radio Ejecta and the Narrow-Line Region*, **ApJ**, v. 502, 1998, p. 199–217.

FANAROFF, B., RILEY, J., *The morphology of extragalactic radio sources of high and low luminosities*, **MNRAS**, v. 167, 1974, p. 31–35.

FATH, E., *The spectra of some spiral nebulae and globular star clusters*, **LicOB**, v. 149, 1909a, p. 71–77.

FATH, E., *The spectra of some spiral nebulae and globular star clusters*, **PA**, v. 17, 1909b, p. 504–508.

FATH, E., *The spectra of some spiral nebulae and globular star clusters*, **ApJ**, v. 37, 1913, p. 198–203.

FERGUSON, J., KORISTA, K., FERLAND, G., *Physical Conditions of the Coronal Line Region in Seyfert Galaxies*, **ApJS**, v. 110, 1997, p. 287–297.

FERLAND, G., *Hazy, A Brief Introduction to Cloudy 90*, **University of Kentucky Internal Report**, 1996.

FISCHER, T., ET AL., *Modeling the Outflow in the Narrow-line Region of Markarian 573: Biconical Illumination of a Gaseous Disk*, **AJ**, v. 140, 2010, p. 577–583.

FISCHER, T., ET AL., *Gemini near infrared field spectrograph observations of the seyfert 2 galaxy mrk 573: in situ acceleration of ionized and molecular gas off fueling flows*, **ApJ**, v. 834, 2016, N1(pp.30).

GELBORD, J., MULLANEY, J., WARD, M., *AGN with strong forbidden high-ionization lines selected from the Sloan Digital Sky Survey*, **MNRAS**, v. 397, 2009, p. 172–189.

GERHARD, O., *Line-of-sight velocity profiles in spherical galaxies: breaking the degeneracy between anisotropy and mass.*, **MNRAS**, v. 265, 1993, p. 213.

GOODRICH, R., *Spectropolarimetry of 'narrow-line' Seyfert 1 galaxies*, **ApJ**, v. 342, 1989, p. 224–234.

GREENSTEIN, J., SCHMIDT, M., *The Quasi-Stellar Radio Sources 3c 48 and 3c 273.*, **ApJ**, v. 140, 1964, p. 1.

HARRISON, C., ALEXANDER, D., MULLANEY, J., SWINBANK, A., *Kiloparsec-scale outflows are prevalent among luminous AGN: outflows and feedback in the context of the overall AGN population*, **MNRAS**, v. 441, 2014, p. 3306–3347.

HECKMAN, T., *An optical and radio survey of the nuclei of bright galaxies - Activity in normal galactic nuclei*, **A&A**, v. 87, 1980, p. 152–164.

HECKMAN, T., MILEY, G., VAN BREUGEL, W., BUTCHER, H., *Emission-line profiles and kinematics of the narrow-line region in Seyfert and radio galaxies*, **ApJ**, v. 247, 1981, p. 403–418.

HECKMAN, T., ARMUS, L., MILEY, G., *On the nature and implications of starburst-driven galactic superwinds*, **ApJSS**, v. 74, 1990, p. 833–868.

HUBBLE, E., *Cepheids in spiral nebulae*, **AAS**, v. 33, 1925, p. 252–255.

KANT, I., *Universal Natural History and Theory of the Heavens*, 1755.

KHACHIKIAN, E., WEEDMAN, D., *An atlas of Seyfert galaxies*, **ApJ**, v. 192, 1974, p. 581–589.

KOMOSSA, S., XU, D., ZHOU, H., STORCHI-BERGMANN, T., BINETTE, L., *On the Nature of Seyfert Galaxies with High [O III] λ 5007 Blueshifts*, **ApJ**, v. 680, 2008, p. 926–938.

KUEHN, C., BALDWIN, J., PETERSON, B., KORISTA, K., *On the Size of the Fe II-emitting Region in the AGN Arakelian 120*, **ApJ**, v. 673, 2008, p. 69–77.

LEITHERER, C., ET AL., *Starburst99: Synthesis Models for Galaxies with Active Star Formation*, **ApJS**, v. 123, 1999, p. 3–40.

LUTZ, D., ET AL., *Infrared spectroscopy around 4 μ m of Seyfert 2 galaxies: Obscured broad line regions and coronal lines*, **A&A**, v. 396, 2002, p. 439–448.

MACKENTY, J., *Seyfert galaxies. i. morphologies, magnitudes and disks*, **ApJS**, v. 72, 1990, p. 231.

MATTHEWS, T., et al., **S&T**, v. 21, 1961, p. 148.

MARINUCCI, A., ET AL., *The Link between the Hidden Broad Line Region and the Accretion Rate in Seyfert 2 Galaxies*, **ApJ**, v. 748, 2012, p. 130–140.

MAUDER, W., WEIGELT, G., APPENZELLER, I., WAGNER, S., *High resolution optical images of the starburst ring around the Seyfert nucleus of NGC7469*, **A&A**, v. 285, 1994, p. 44–50.

MAZZALAY, X., RODRÍGUEZ-ARDILA, A., *Optical and NIR spectroscopy of Mrk 1210: constraints and physical conditions of the active nucleus*, **A&A**, v. 463, 2007, p. 445–454.

MAZZALAY, X., RODRÍGUEZ-ARDILA, A., KOMOSSA, S., *Demystifying the coronal-line region of active galactic nuclei: spatially resolved spectroscopy with the Hubble Space Telescope*, **MNRAS**, v. 405, 2010, p. 1315–1338.

MAZZALAY, X., RODRÍGUEZ-ARDILA, A., KOMOSSA, S., MCGREGOR, PETER J., *Resolving the coronal line region of NGC 1068 with near-infrared integral field spectroscopy*, **MNRAS**, v. 430, 2013, p. 2411–2426.

MCLURE, R., ET AL., *A comparative HST imaging study of the host galaxies of radio-quiet quasars, radio-loud quasars and radio galaxies – I*, **Mon. Not. RAS**, v. 308, 1999, p. 377–404.

MESSIER, C., *Catalogue des Nébuleuses & des amas d'Étoiles*, **Connaissance des Temps**, 1781, p. 227–267

MORAN, C., ET AL., *The Frequency of Polarized Broad Emission Lines in Type 2 Seyfert Galaxies*
The Frequency of Polarized Broad Emission Lines in Type 2 Seyfert Galaxies, **ApJ**, v. 540, 2000, p. L73–L77.

MULLANEY, J., WARD, M., *Optical emission-line properties of narrow-line Seyfert 1 galaxies and comparison active galactic nuclei*, **MNRAS**, v. 385, 2008, p. 53–74.

MULLANEY, J., ET AL., *The location and kinematics of the coronal-line emitting regions in active galactic nuclei*, **MNRAS**, v. 394, 2009, p. L16–L20.

MÜLLER-SÁNCHEZ, F., ET AL., *Outflows from Active Galactic Nuclei: Kinematics of the Narrow-line and Coronal-line Regions in Seyfert Galaxies*, **ApJ**, v. 739, 2011, p. 1–40.

MURAYAMA, T., TANIGUCHI, Y., *Where Is the Coronal Line Region in Active Galactic Nuclei?*, **ApJ**, v. 497, 1998, p. L9–L12.

MURRAY, N., QUATAERT, E., THOMPSON, T., *On the Maximum Luminosity of Galaxies and Their Central Black Holes: Feedback from Momentum-driven Winds*, **ApJ**, v. 618, 2005, p. 569–585.

NAGAO, T., TANIGUCHI, Y., MURAYAMA, T., *High-Ionization Nuclear Emission-Line Region of Seyfert Galaxies*, **AJ**, v. 119, 2000, p. 2605–2628.

NAGAO, T., ET AL., *Detection of the Polarized Broad Emission Line in the Seyfert 2 Galaxy Markarian 573*, **AJ**, v. 128, 2004, p. 109–114.

NELSON, C., WHITTLE, M., *Stellar and Gaseous Kinematics of Seyfert Galaxies. II. The Role of the Bulge*, **ApJ**, v. 465, 1996, p. 96.

OSTERBROCK, D., *Optical Spectra of Radio and Seyfert Galaxies*, **PASP**, v. 88, 1976, p. 589.

OSTERBROCK, D., *Seyfert galaxies with weak broad H α emission lines*, **ApJ**, v. 249, 1981, p. 462–470.

OSTERBROCK, D., *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*, **University Science Books**, 1989.

Osterbrock, D., *The Nature and Structure of Active Galactic Nuclei*, **BAAS**, v. 23, 1991 p. 1351.

OSTERBROCK, D., DAHARI, O., *Spectra of Seyfert galaxies and Seyfert galaxy candidates*, **ApJ**, v. 273, 1983, p. 478–488.

PANCOAST, A., ET AL., *Modelling reverberation mapping data - II. Dynamical modelling of the Lick AGN Monitoring Project 2008 data set*, **MNRAS**, v. 445, 2014, p. 3073–3091.

PERNA, M., ET AL., *SINFONI spectra of heavily obscured AGNs in COSMOS: Evidence of outflows in a MIR/O target at $z \approx 2.5$* , **A&A**, v. 583, 2015, p. A72(12pp).

PETERSON, B., *An Introduction to Active Galactic Nuclei*, **Cambridge University Press**, 1997.

PIER, E., VOIT, G., *Photoevaporation of Dusty Clouds near Active Galactic Nuclei*, **ApJ**, v. 450, 1995, p. 628–637.

POGGE, R., *An extended ionizing radiation cone from the nucleus of the Seyfert 2 galaxy NGC 1068*, **ApJ**, v. 328, 1988, p. 519–522.

POGGE, R., OWEN, J., **OSU International Report 93-01**, 1993.

POGGE, R., DE ROBERTIS, M., *Imaging Spectrophotometry of Markarian 573*, **ApJ**, v. 451, 1995, p. 585–597.

PRADHAN, A., NAHAR, S., *Atomic Astrophysics and spectroscopy*, **Cambridge University Press**, 2011.

REUNANEN, J., KOTILAINEN, J., PRIETO, M., *Near-infrared spectroscopy of nearby Seyfert galaxies - II. Molecular content and coronal emission*, **MNRAS**, v. 343, 2003, p. 192–208.

RIFFEL, R., *profit: a new alternative for emission-line profile fitting*, **Ap&SS**, v. 327, 2010, p. 239–244.

RIFFEL, R., RODRÍGUEZ-ARDILA, A., PASTORIZA, M., *A 0.8-2.4 μm spectral atlas of active galactic nuclei*, **A&A**, v. 457, 2006, p. 61–70.

RIFFEL, R., PASTORIZA, M., RODRÍGUEZ-ARDILA, A., MARASTON, C., *The stellar populations of starburst galaxies through near-infrared spectroscopy*,

MNRAS, v. 388, 2008, p. 803–814.

RIFFEL, R., PASTORIZA, M. G., RODRÍGUEZ-ARDILA, A., BONATTO, C., *Probing the near-infrared stellar population of Seyfert galaxies*, **MNRAS**, v. 400, 2009, p. 273–290.

RIFFEL, R.; STORCHI-BERGMANN, T., *Feeding and feedback in the active nucleus of Mrk 1157 probed with the Gemini Near-Infrared Integral-Field Spectrograph*, **MNRAS**, v. 417, 2011, p. 2752–2769.

RODRÍGUEZ-ARDILA ET AL., *The narrow line region of narrow-line Seyfert 1 galaxies*, **ApJ**, v. 538, 2000, p. 531–593.

RODRÍGUEZ-ARDILA, A., ET AL., *Near-infrared coronal lines in narrow-line Seyfert 1 galaxies*, **ApJ**, v. 579, 2002, p. 214–226.

RODRÍGUEZ-ARDILA, A., ET AL., *Outflows of Very Ionized Gas in the Centers of Seyfert Galaxies: Kinematics and Physical Conditions*, **ApJ**, v. 653, 2006, p. 1098–1114.

RODRÍGUEZ-ARDILA, A., ET AL., *The near-infrared coronal line spectrum of 54 nearby active galactic nuclei*, **ApJ**, v. 743, 2011, p. 100–117.

RODRÍGUEZ-ARDILA, A., ET AL., *The complex, dusty narrow-line region of NGC 4388: gas-jet interactions, outflows and extinction revealed by near-IR spectroscopy*, **MNRAS**, v. 465, 2017, p. 906–925.

RODRÍGUEZ-ARDILA, A., MAZZALAY, X., *The near-infrared spectrum of Mrk 1239: direct evidence of the dusty torus?*, **MNRAS**, v. 367, 2006, p. L57–L61.

RODRÍGUEZ-ARDILA, A., PRIETO, A., VIEGAS, S., *Extended Coronal Emission Lines in Active Galactic Nuclei*, **Proceedings IAU Symposium**, v. 222, 2004.

ROSE, M., ELVIS, M., TADHUNTER, C., *Coronal-Line Forest AGN: the best view of the inner edge of the AGN torus?*, **MNRAS**, v. 448, 2015, p. 2900–2920.

ROSE, M., ET AL., *The forbidden high-ionization-line region of the type 2 quasar SDSS J11311.05+162739.5: a clear view of the inner face of the torus?*, **MNRAS**, v. 414, 2011, p. 3360–3380.

ROSE, M., ET AL., *Intermediate inclinations of type 2 Coronal-Line Forest AGN*, **MNRAS**, v. 451, 2015, p. L11–L15.

SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ, P.; ET AL., *Medium-resolution Isaac Newton Telescope library of empirical spectra*, **MNRAS**, v. 371, 2006, p. 703–718.

SARGENT, W., *A Luminous Compact Galaxy with Strong Fe II Emission Lines*, **ApJ**, v. 152, 1968, p. L31.

SHASTRI, P., ET AL., *On VI Asymmetry and an Accelerated Outflow in an Obscured Seyfert: FUSE and HST STIS Spectroscopy of Mrk 533*, **ApJ**, v. 646, 2006, pp. 76–84.

SCHLAFLY, E., FINKBEINER, D., *Measuring Reddening with Sloan Digital Sky Survey Stellar Spectra and Recalibrating SFD*, **ApJ**, v. 737, 2011, p. 103–126.

SCHMIDT, M., *Quasistellar Objects*, **ARA&A**, v. 7, 1969, p. 527–552.

SCOVILLE, N., ET AL., *NICMOS Imaging of Infrared-Luminous Galaxies*, **AJ**, v. 119, 2000, p. 991–1061.

SCHNORR-MÜLLER, A., *Feeding and feedback in NGC 3081*, **MNRAS**, v. 457, 2016, p. 972–985.

SEVERGNINI, P., CACCIANIGA, A., DELLA CECA, R., *A new technique to efficiently select Compton-thick AGN*, **A&A**, v. 542, 2012, p. A46(9pp).

SEYFERT, C., *Nuclear emission on spiral nebulae*, **ApJ**, v. 97, 1943, p. 28–40.

SHIELDS, G., *A brief history of AGNs*, **PASP**, v. 111, 1999, p. 661–678.

SIGUT, T., PRADHAN, A., *Predicted Fe II Emission-Line Strengths from Active Galactic Nuclei*, **ApJSS**, v. 145, 2003, p. 15–37.

SLIPHER, V., *Spectrographic observations of nebulae*, **AAS Report of the Seventeenth Meeting**, 1915, p. 21–24.

SMITH, J. E., ET AL., *Seyferts on the edge: polar scattering and orientation-dependent polarization in Seyfert 1 nuclei*, **MNRAS**, v. 350, 2004, p. 140–160.

SOIFER, B., ET AL., *High Spatial Resolution Mid-Infrared Observations of Three Seyfert Galaxies*, **AJ**, v. 126, 2003, p. 143–152.

STORCHI-BERGMANN, T., FERNANDES, R., SCHMITT, H., *The Nature of the Optical Light in Seyfert 2 Galaxies with Polarized Continua*, **ApJ**, v. 501, 1998, p. 94–102.

TODY, D., *The IRAF Data Reduction and Analysis System*, **Proc. SPIE**, v. 627, 1986.

TODY, D. *IRAF in the Nineties*, **ASPC**, v. 52, 1993, p. 173–183.

TOMBESI, F., ET AL., *Evidence for ultra-fast outflows in radio-quiet AGNs. I. Detection and statistical incidence of Fe K-shell absorption lines*, **A&A**, v. 521, 2010, A57(pp.35)

TRIMBLE, V., *The 1920 Shapley-Curtis Discussion: Background, Issues, and Aftermath*, **PASP**, v. 107, 1995, p. 1133–1144.

ULVESTAD, J., WILSON, A., SRAMEK, R., *Radio structures of Seyfert galaxies. II*, **ApJ**, v. 247, 1981, p. 419–442.

URRY, C., PADOVANI, P., *Unified schemes for radio-loud active galactic nuclei*, **PASP**, v. 107, 1995, p. 803–845.

VAN DER MAREL, R. FRANX, M., *A new method for the identification of non-Gaussian line profiles in elliptical galaxies*, **ApJ**, v. 407, 1993, p. 525–539.

VAN GRONINGEN, E., *Accretion disks in Seyfert nuclei - Broad line profiles and asymmetries*, **A&A**, v. 126, 1983, p. 363–371.

VEILLEUX, S., *A Study of the Structure and Kinematics of the Narrow-Line Region in Seyfert Galaxies. II. Analysis of the Line-Profile Parameters*, **ApJS**, v. 75, 1991, p. 383–405.

VEILLEUX, S., *A search for variations of [Fe VII] λ 6087 and [Fe X] λ 6375 in high-ionization seyfert galaxies*, **AJ**, v. , 1988, p. 1695–1706.

VEILLEUX, S., GOODRICH, R., HILL, G., *Infrared Spectroscopy of Seyfert 2 Galaxies: A Look through the Obscuring Torus? II.*, **ApJ**, v. 477, 1997, p. 631–660.

VERON-CETTY, M., VERON, P., *A Catalogue of quasars and active nuclei*, **ESO Scientific Report Series**, v. 18, 1998.

VÉRON-CETTY, M., JOLY, M., VÉRON, P., *The unusual emission line spectrum of I Zw 1*, **A&A**, v. 417, 2004, p. 515–525.

VIEGAS-ALDROVANDI, S., CONTINI, M., *A guideline to the interpretation of the narrow emission-line spectra of active galactic nuclei*, **ApJ**, v. 339, 1989, p. 689–699.

VRTILEK, J., CARLETON, N., *Seyfert galaxy narrow-line regions. I - Observations of forbidden O III lambda 5007*, **ApJ**, v. 294, 1985, p. 106–120.

WAGNER, A., BICKNELL, G., UMEMURA, M., *Driving Outflows with Relativistic Jets and the Dependence of Active Galactic Nucleus Feedback Efficiency on Interstellar Medium Inhomogeneity*, **ApJ**, v. 757, 2012, p. A1136(24pp).

WANDEL, A., *The Black Hole to Bulge Mass Relation in Active Galactic Nuclei*, **ApJ**, v. 519 , 1999, p. L49–L42.

WANDEL, A., *Black Holes and Hosts of Active and Quiescent Galaxies: I. The Black Hole-Bulge Relation revisited*, **ApJ**, v. 567, 2002, p. 762–772.

WEEDMAN, D. *Luminosities of Seyfert galaxies and QSOs*, **ApJ**, v. 208, 1976, p. 30–36.

WILSON, A., ET AL., *An x-ray image of the seyfert galaxy NGC 1068*, **ApJ**, v. 391 , 1992, p. L75–L79.

WHITTLE, M., *The narrow line region of active galaxies. I - Nuclear forbidden line profiles. II - Relations between forbidden line profile shape and other properties*, **MNRAS**, v. 213 , 1985, p. 1–31.

WHITTLE, M., *The Narrowline Region of Active Galaxies - Part Two - Relations Between OIII Profile Shape and Other Properties*, **MNRAS**, v. 213 , 1985, p. 33–58.

WHITTLE, M., *The narrow line region of active galaxies. III - Profile comparisons*, **MNRAS**, v. 216 , 1985, p. 817-855.

WILLS, B., NETZER, H., WILLS, D., *Broad emission features in QSOs and active galactic nuclei. II - New observations and theory of Fe II and H I emission*, **ApJ**, v. 288 , 1985, p. 94–161.

WOLTJER, L., *Emission Nuclei in galaxies*, **ApJ**, v. 130 , 1959, p. 38–44.

WRIGHT, T., *The universe and the stars*, 1750.

ZAKAMSKA, NADIA L., ET AL., *Discovery of extreme [O III] $\lambda 5007$ Å outflows in high-redshift red quasars*, **MNRAS**, v. 459, 2016, p. 3144–3160.

Anexo 1

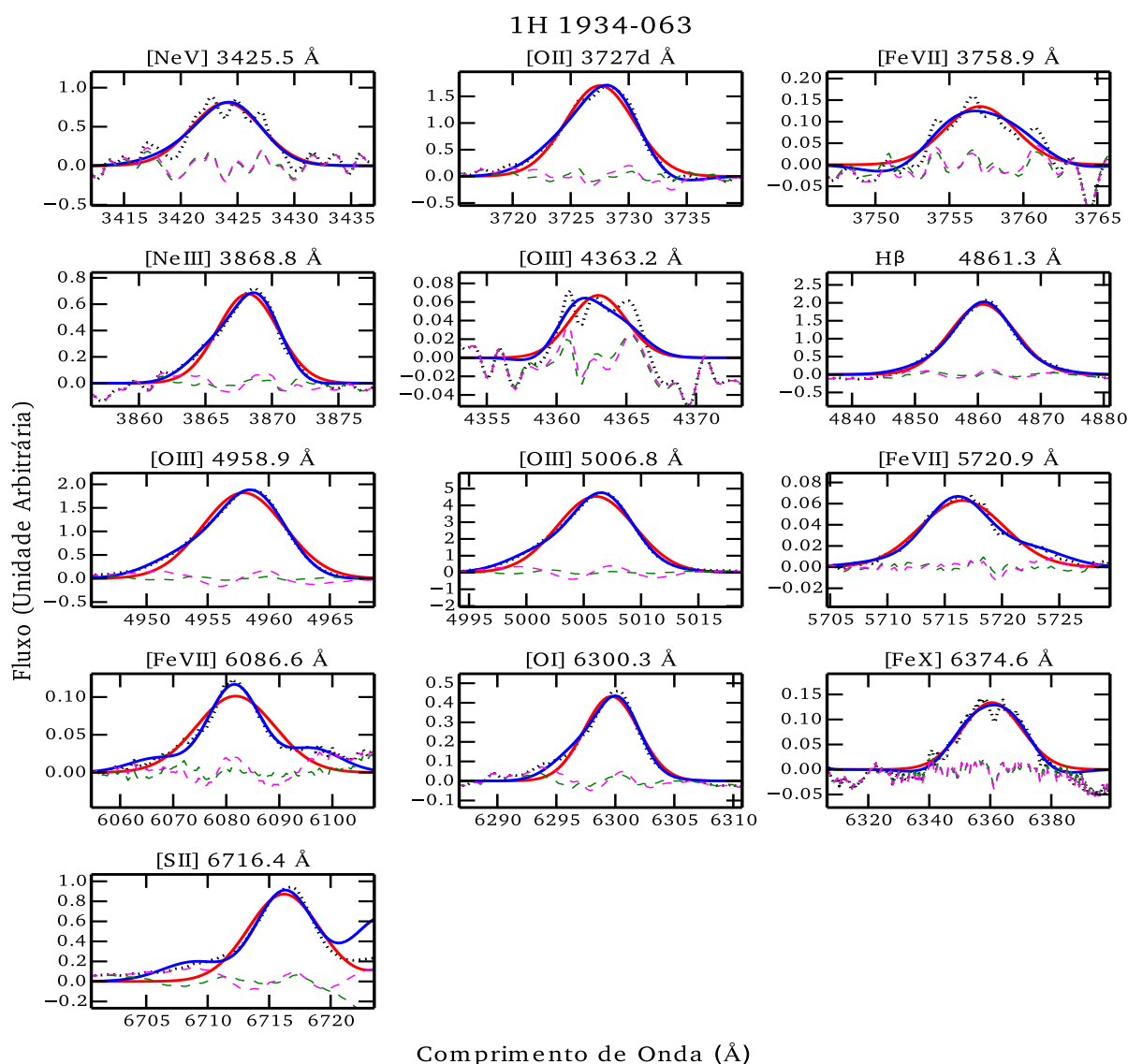


Figura 6.1: Para cada painel, mostra-se o ajuste realizado à linha em emissão identificada na parte superior. A linha pontilhada em preto indica o espectro observado e já tratado como foi descrito. As linhas sólidas em azul e vermelho indicam, respectivamente, os ajustes feitos com polinômios de Gauss-Hermite e com gaussianas somente. As linhas tracejadas em verde e magenta representam os resíduos dos ajustes anteriores.

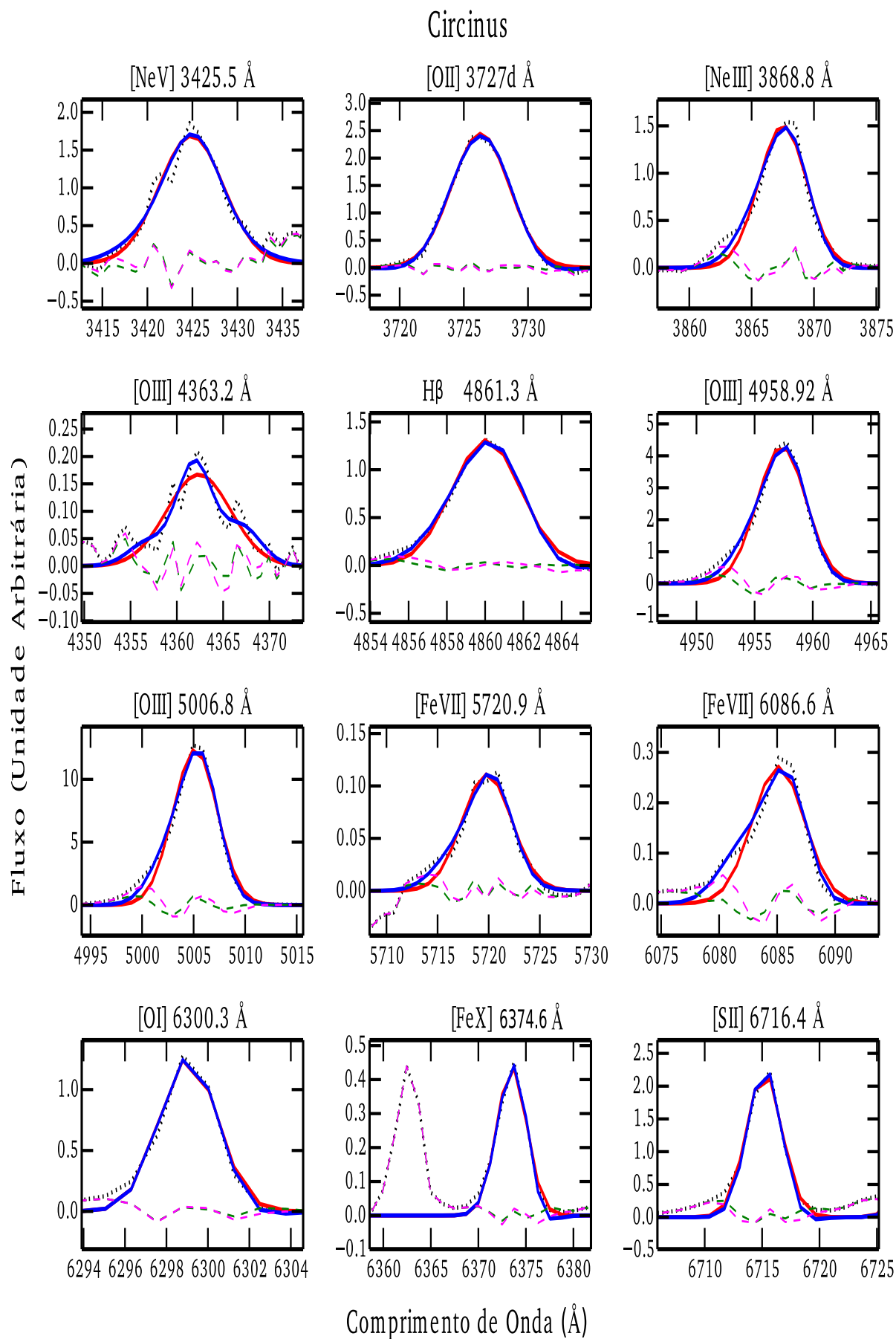


Figura 6.2: O mesmo que a figura 6.1, para Circinus.

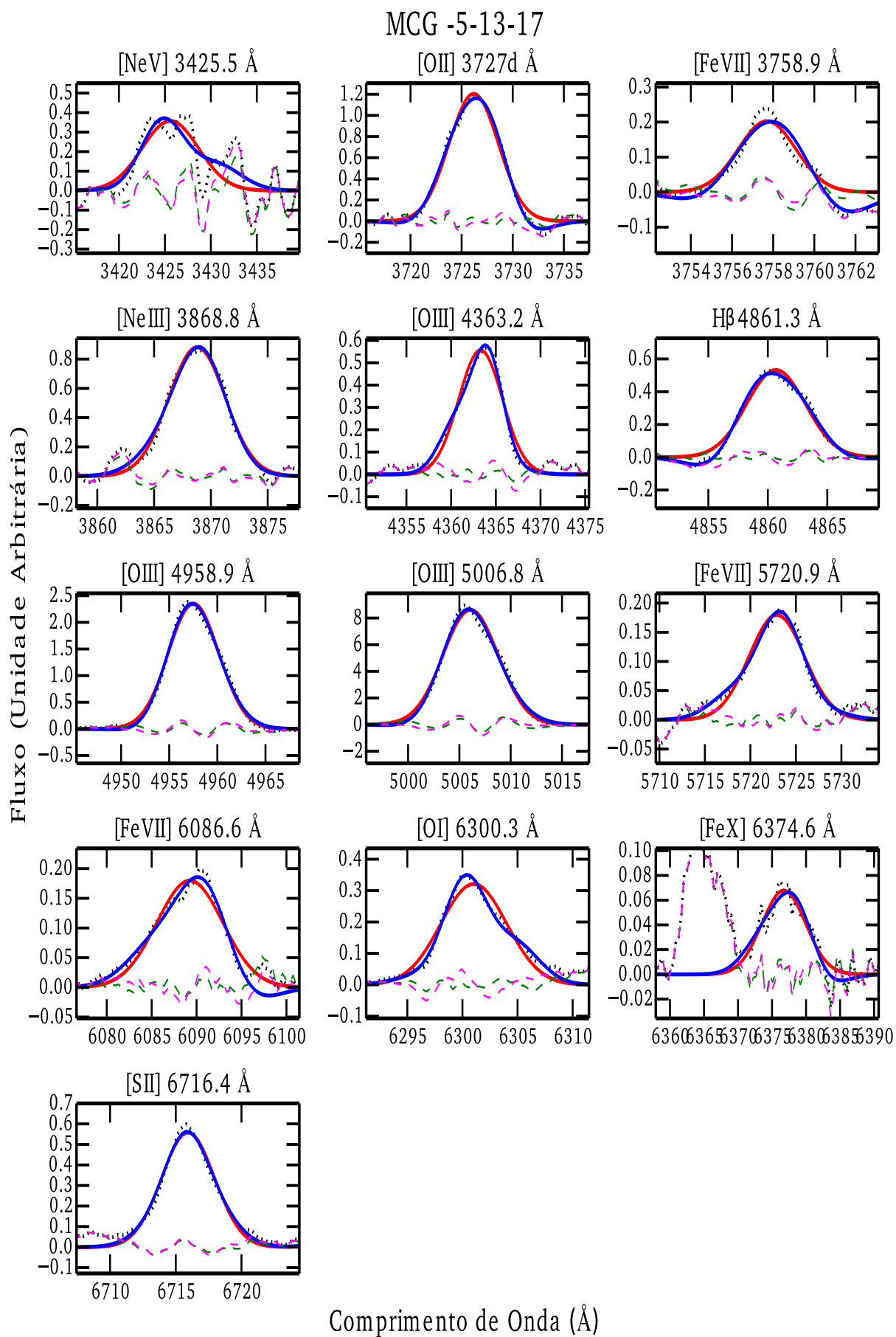


Figura 6.3: O mesmo que a figura 6.1, para MCG -5-13-17.

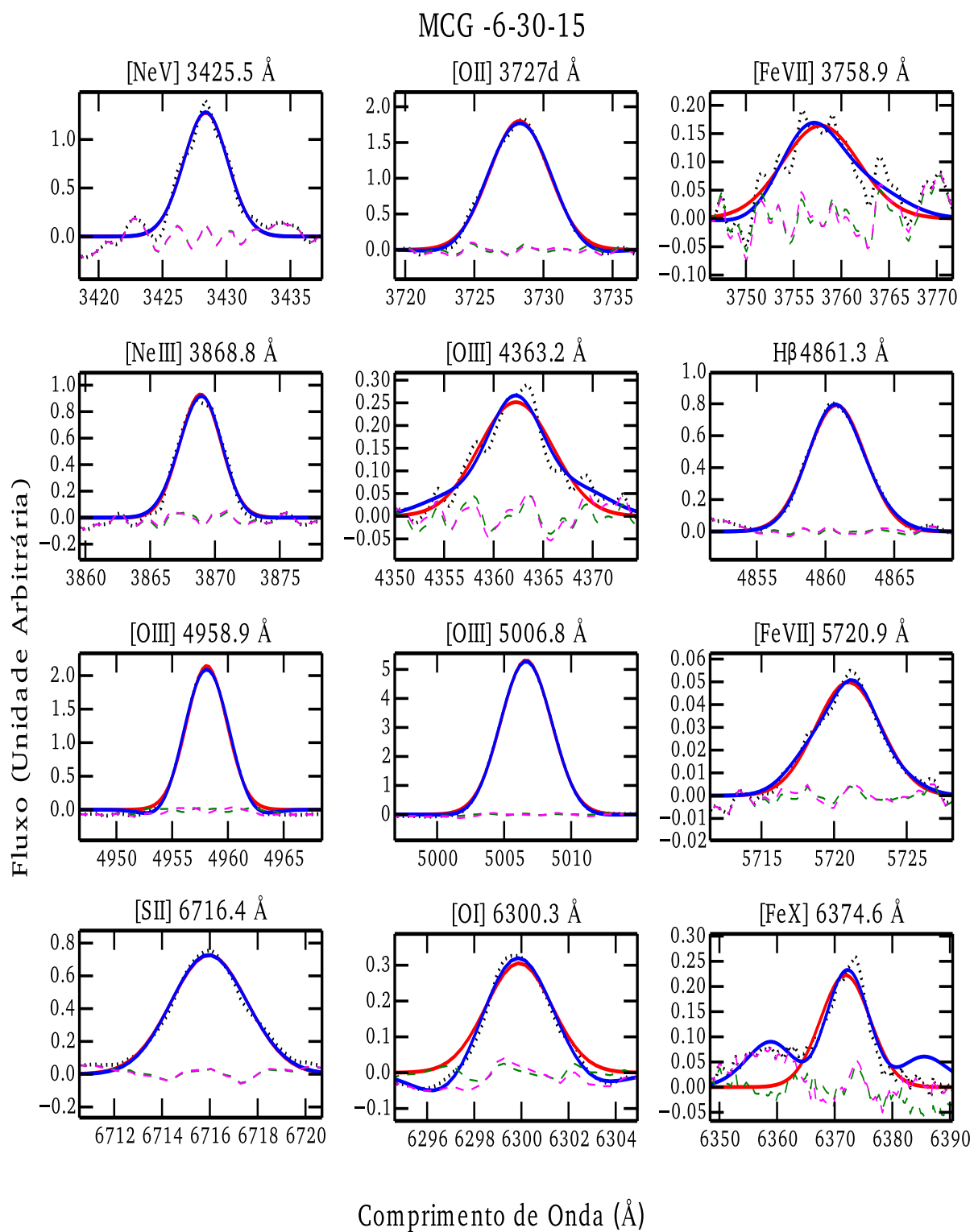


Figura 6.4: O mesmo que a figura 6.1, para MCG -6-3-15.

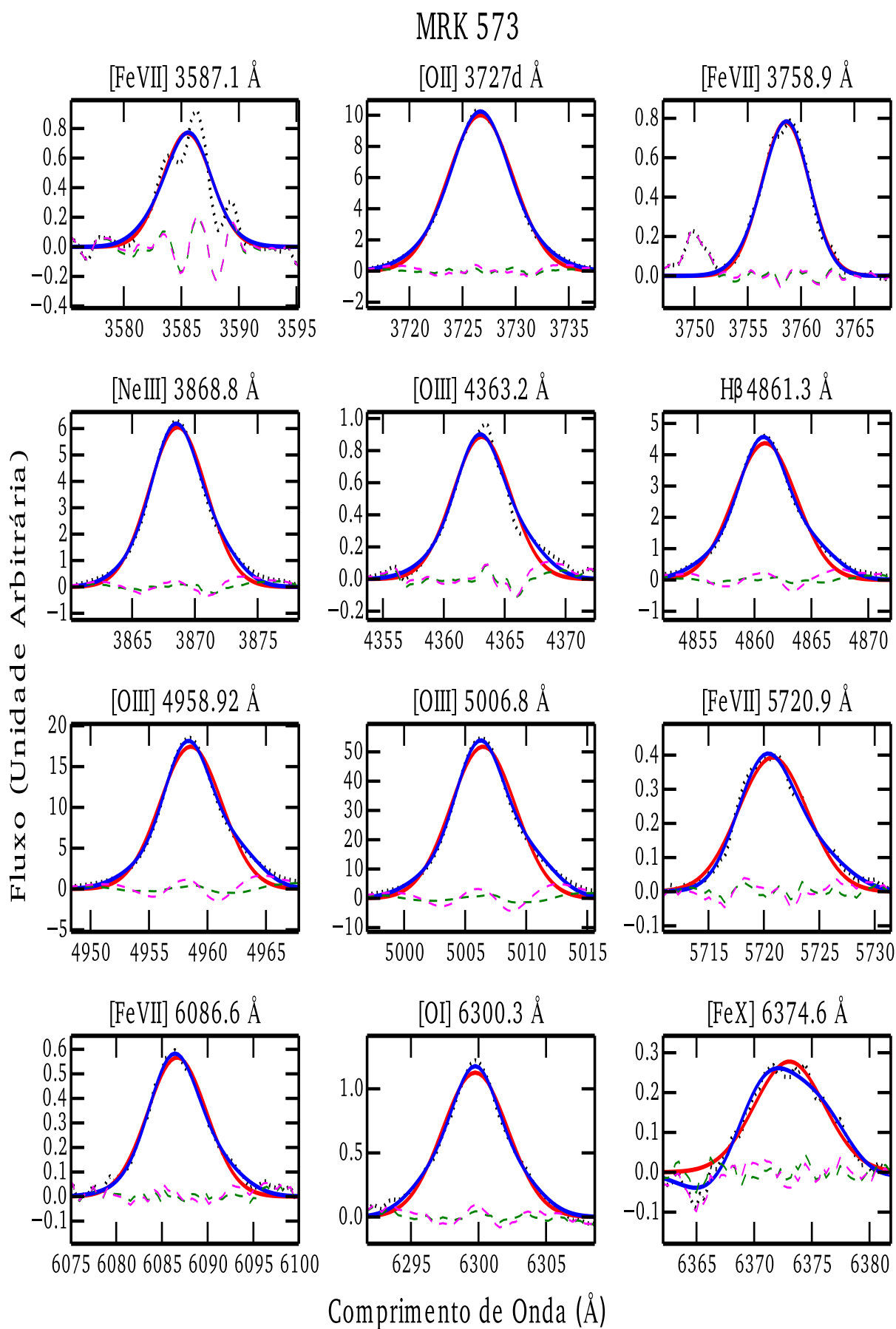


Figura 6.5: O mesmo que a figura 6.1, para MRK 573.

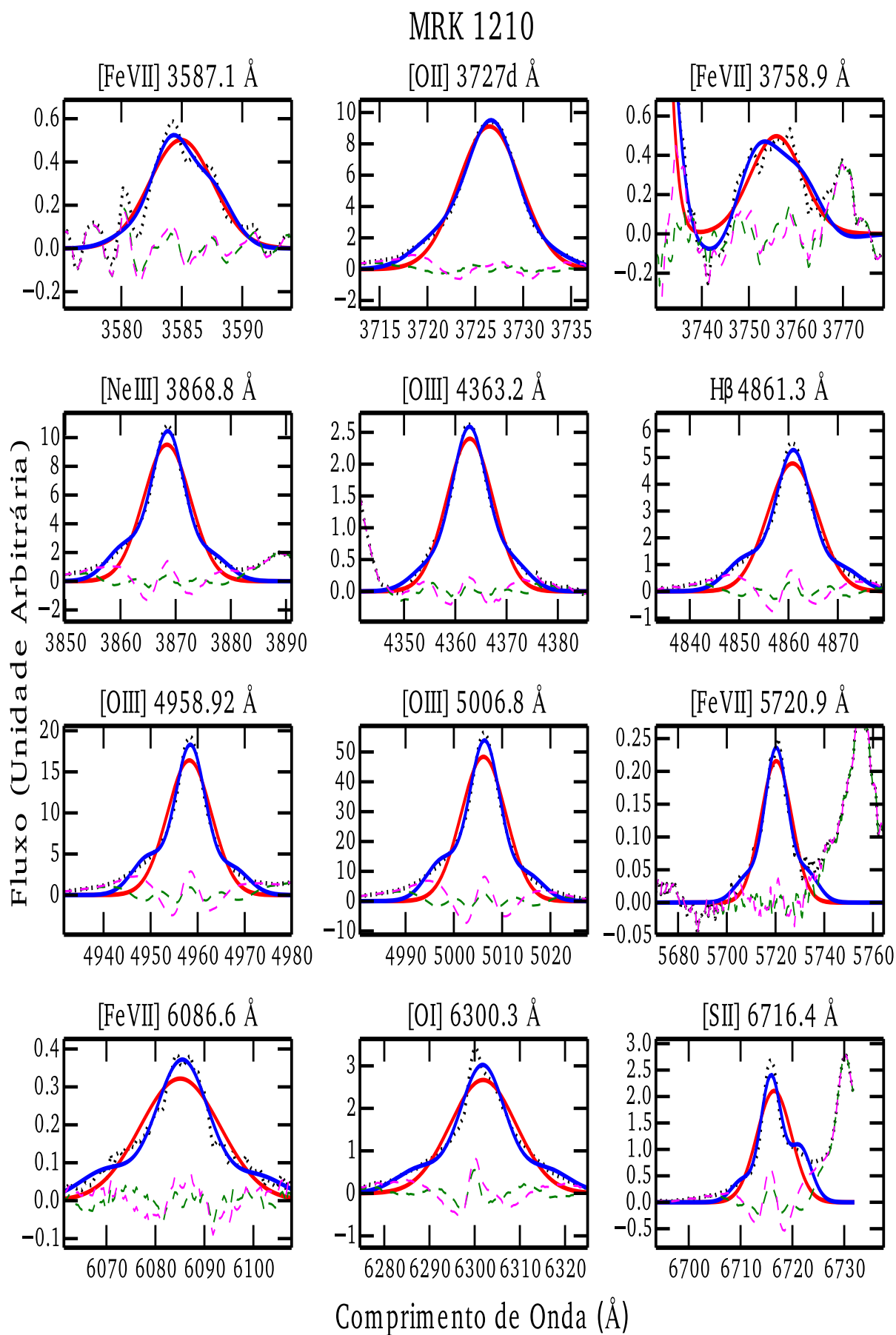


Figura 6.6: O mesmo que a figura 6.1, para MRK 1210.

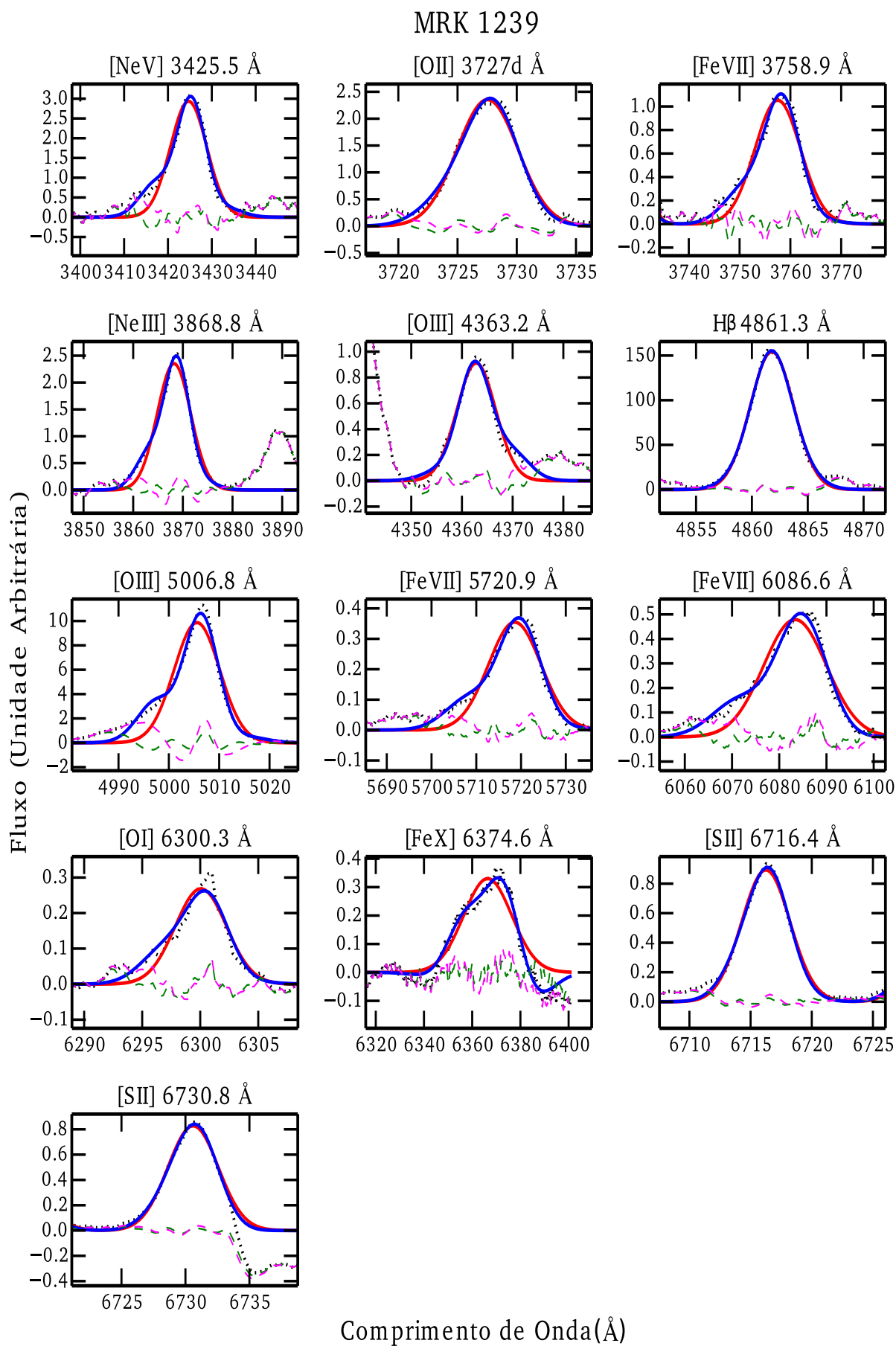


Figura 6.7: O mesmo que a figura 6.1, para MRK 1239.

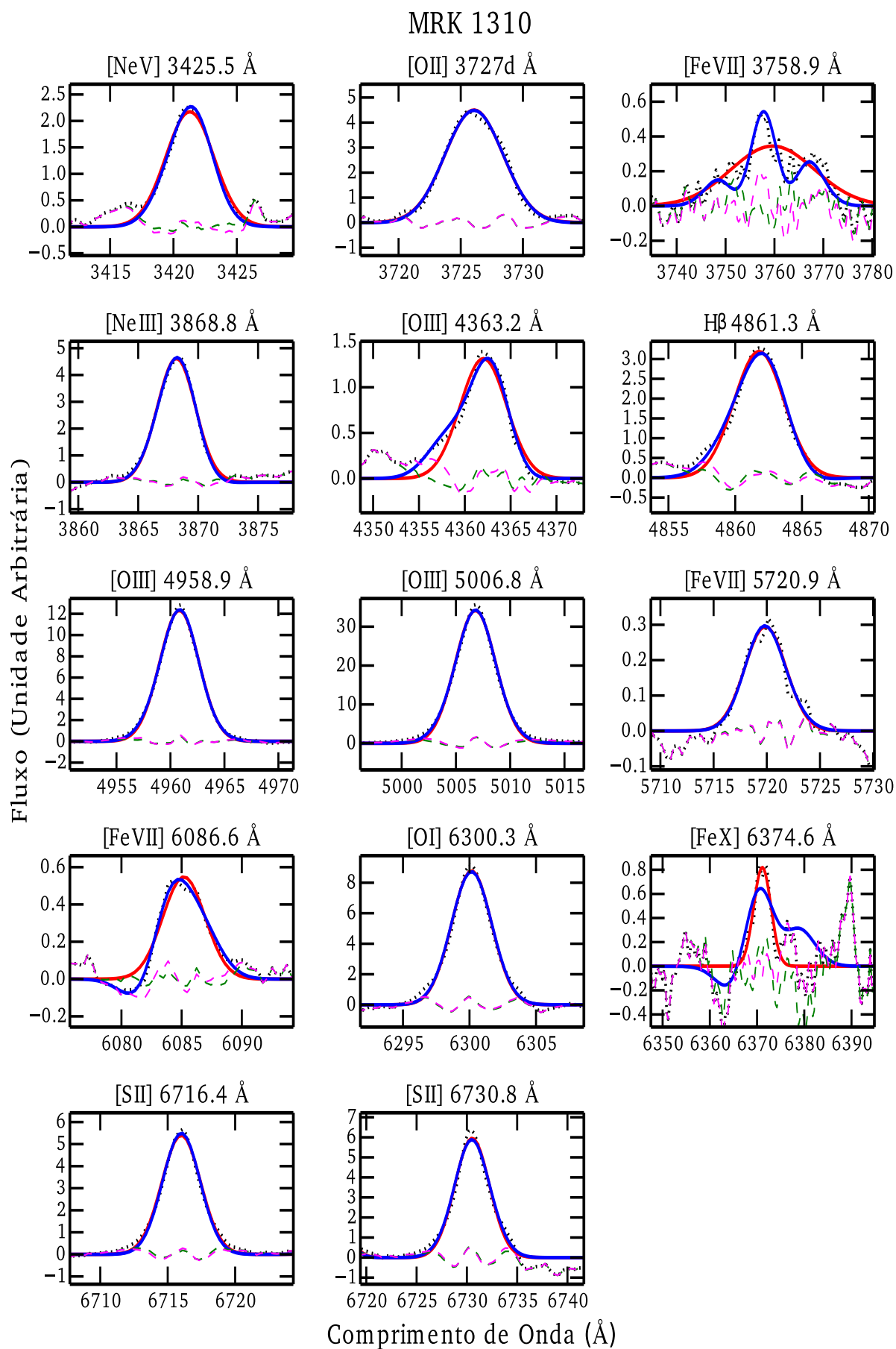


Figura 6.8: O mesmo que a figura 6.1, para MRK 1310.

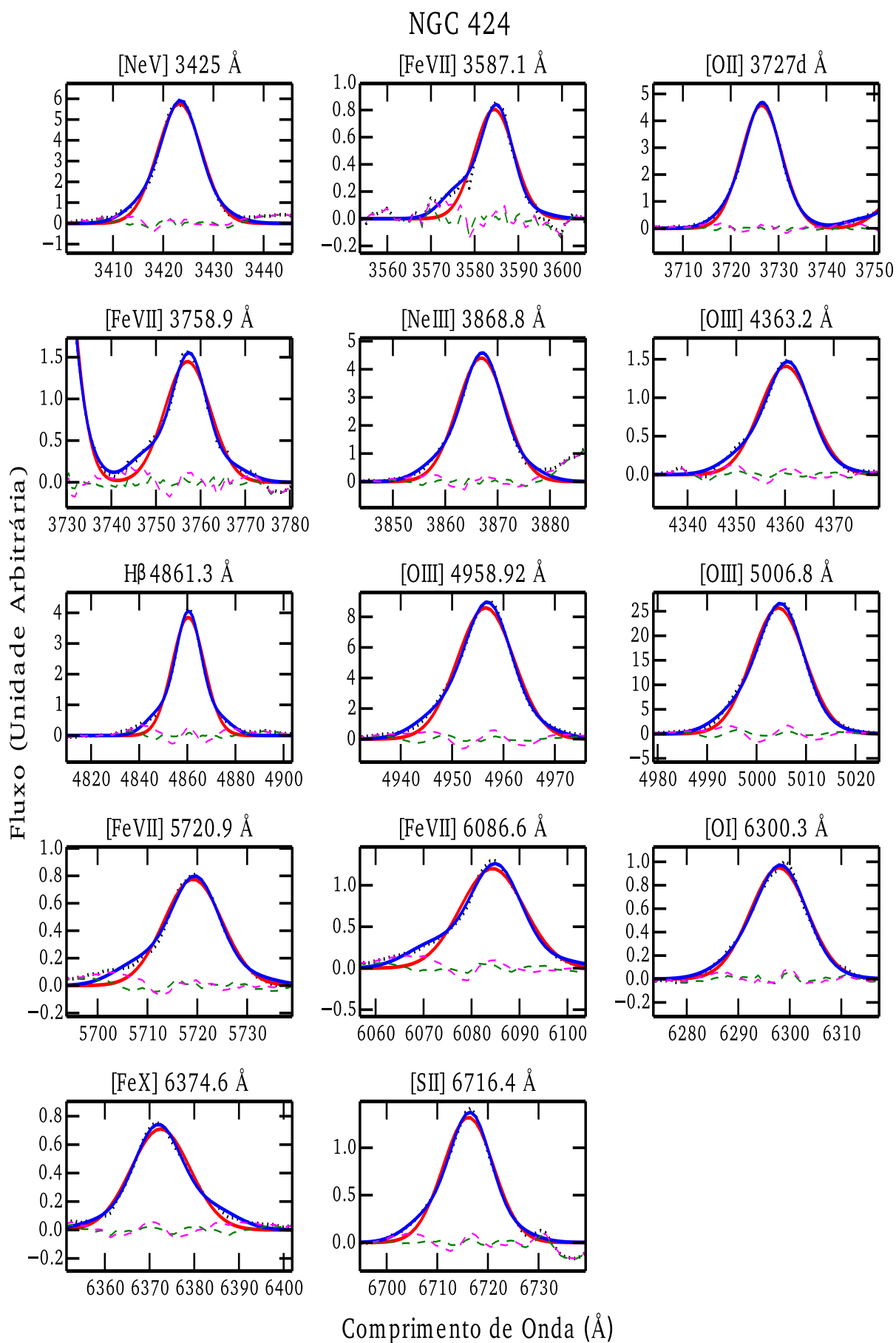


Figura 6.9: O mesmo que a figura 6.1, para NGC 424.

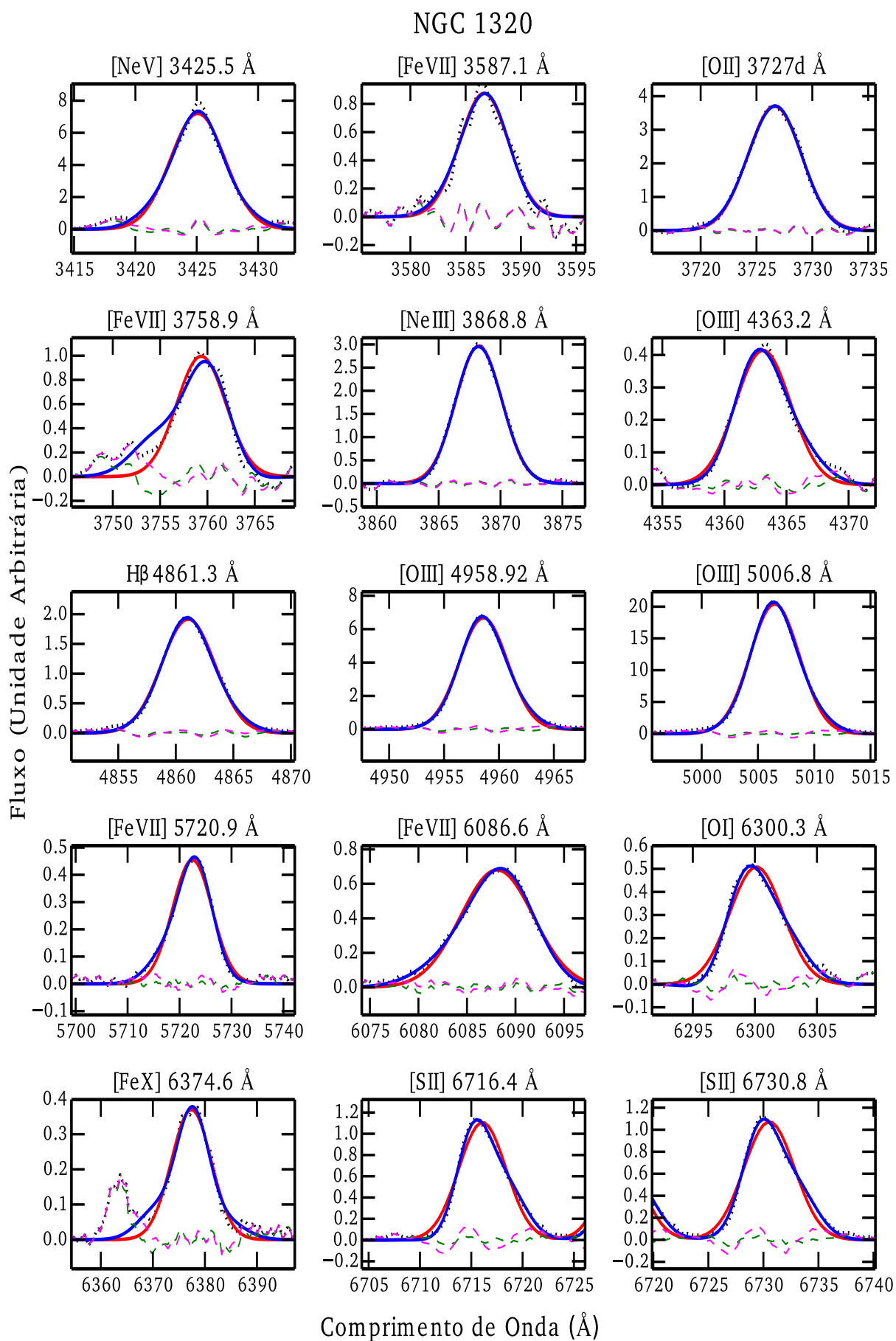


Figura 6.10: O mesmo que a figura 6.1, para NGC 1320.

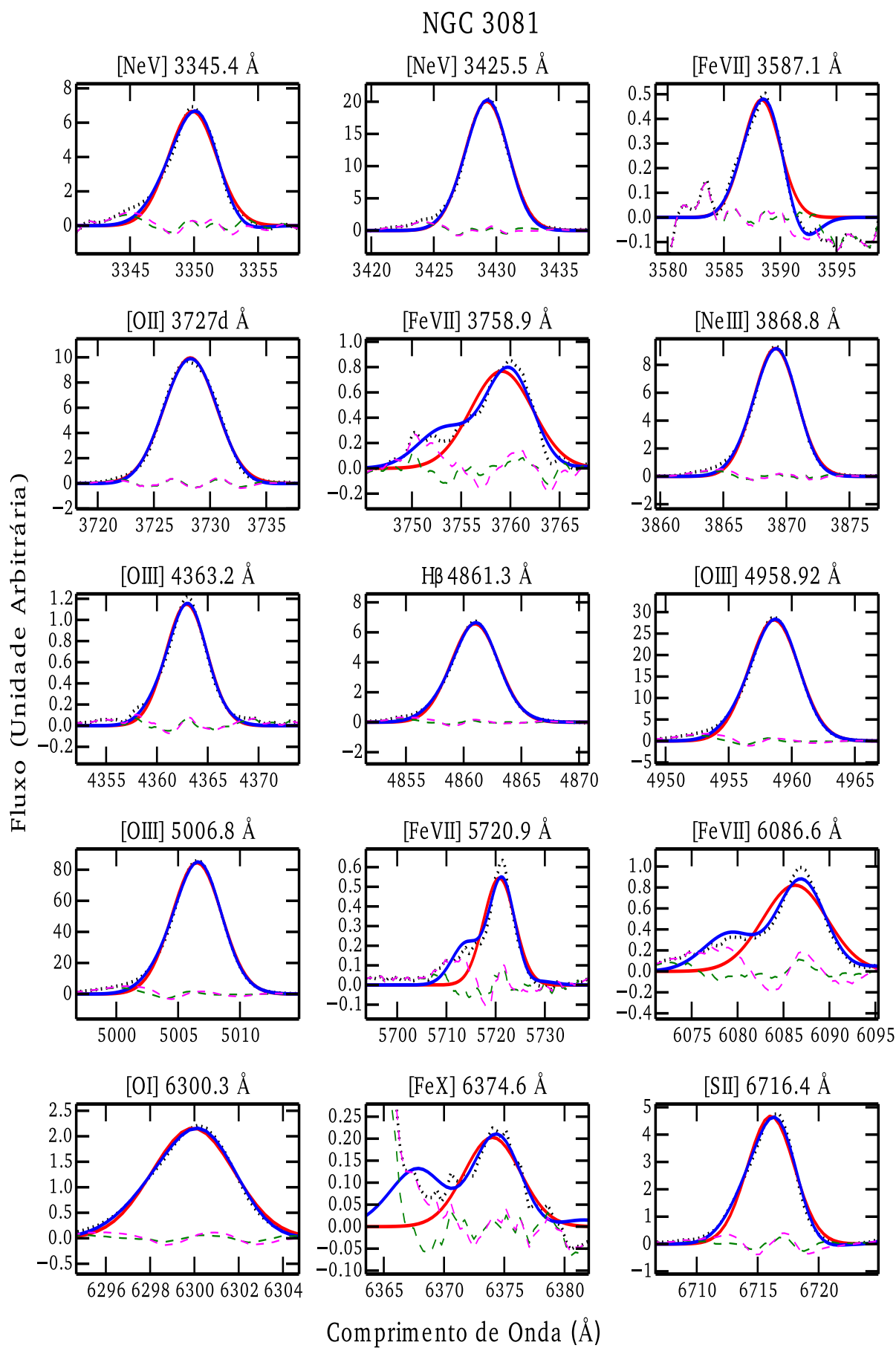


Figura 6.11: O mesmo que a figura 6.1, para NGC 3081.

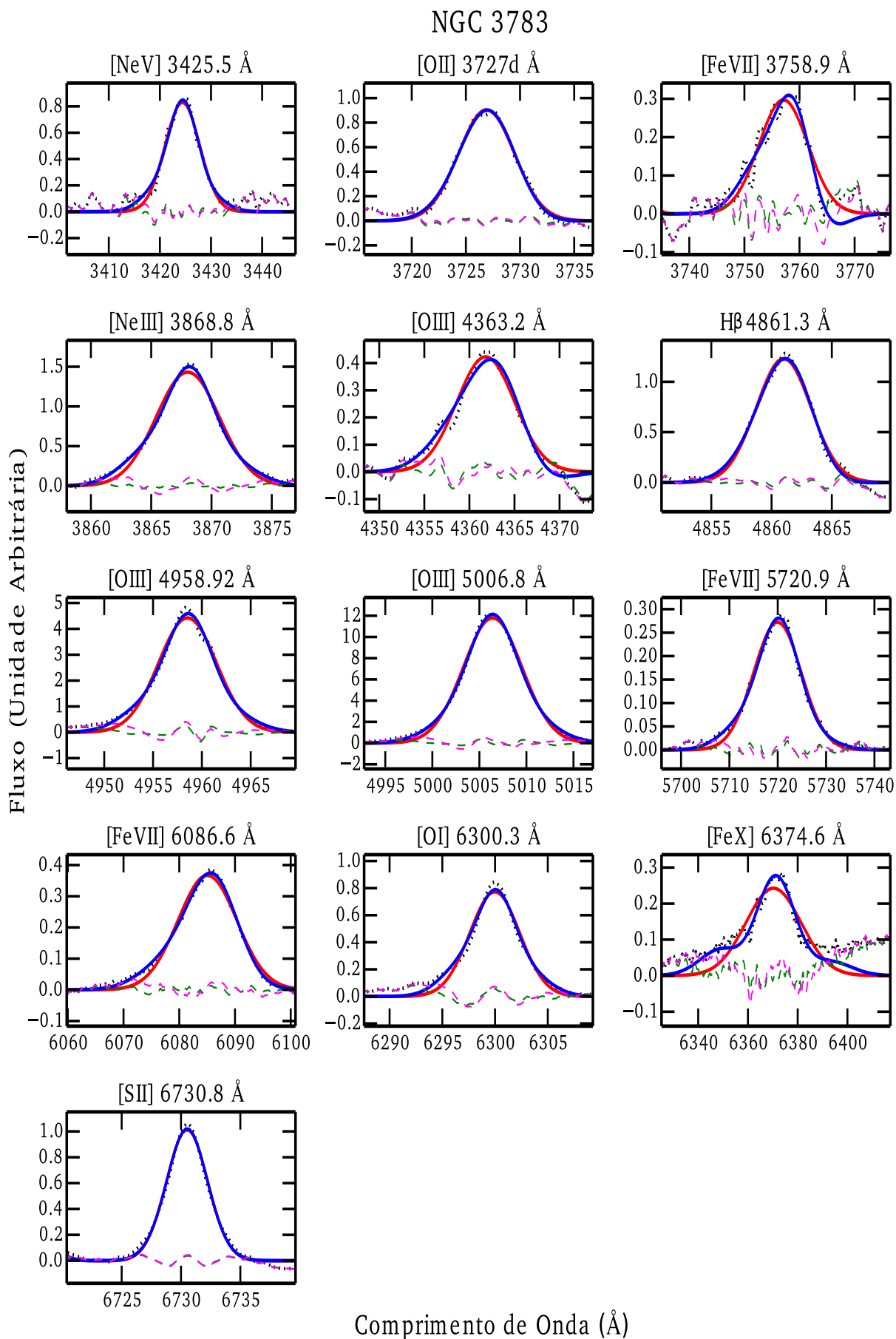


Figura 6.12: O mesmo que a figura 6.1, para NGC 3783.

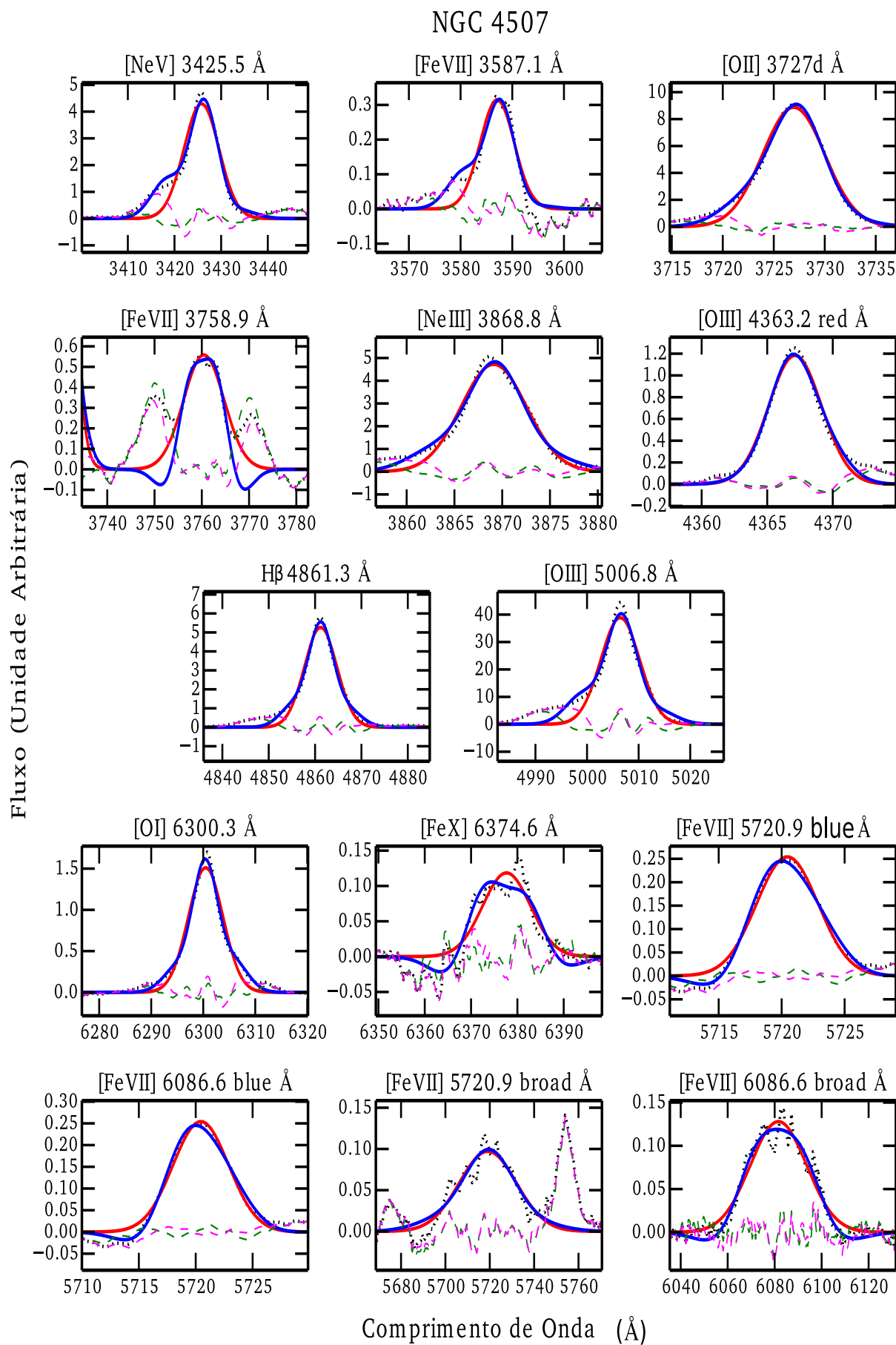


Figura 6.13: O mesmo que a figura 6.1, para NGC 4507.

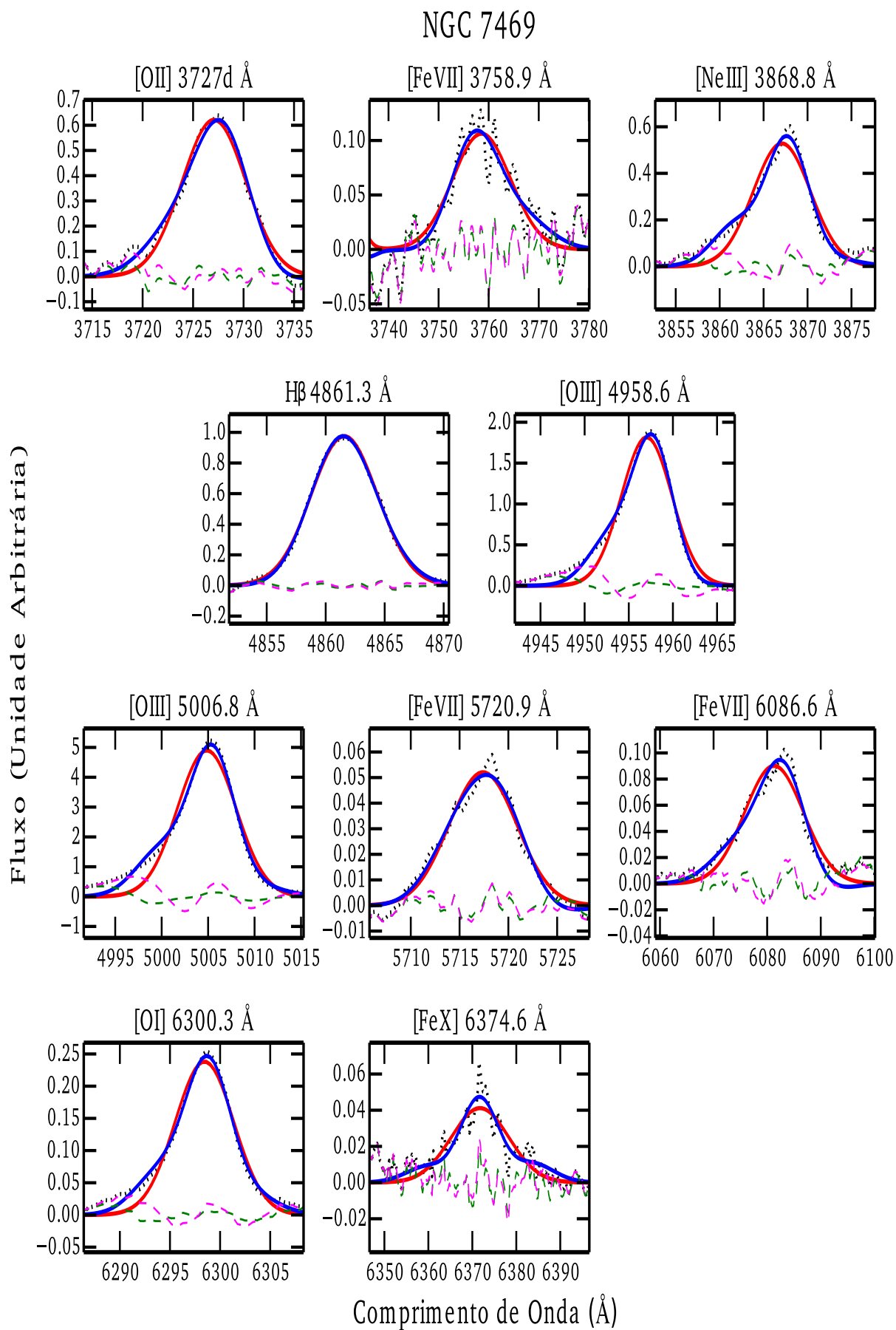


Figura 6.14: O mesmo que a figura 6.1, para NGC 7469.

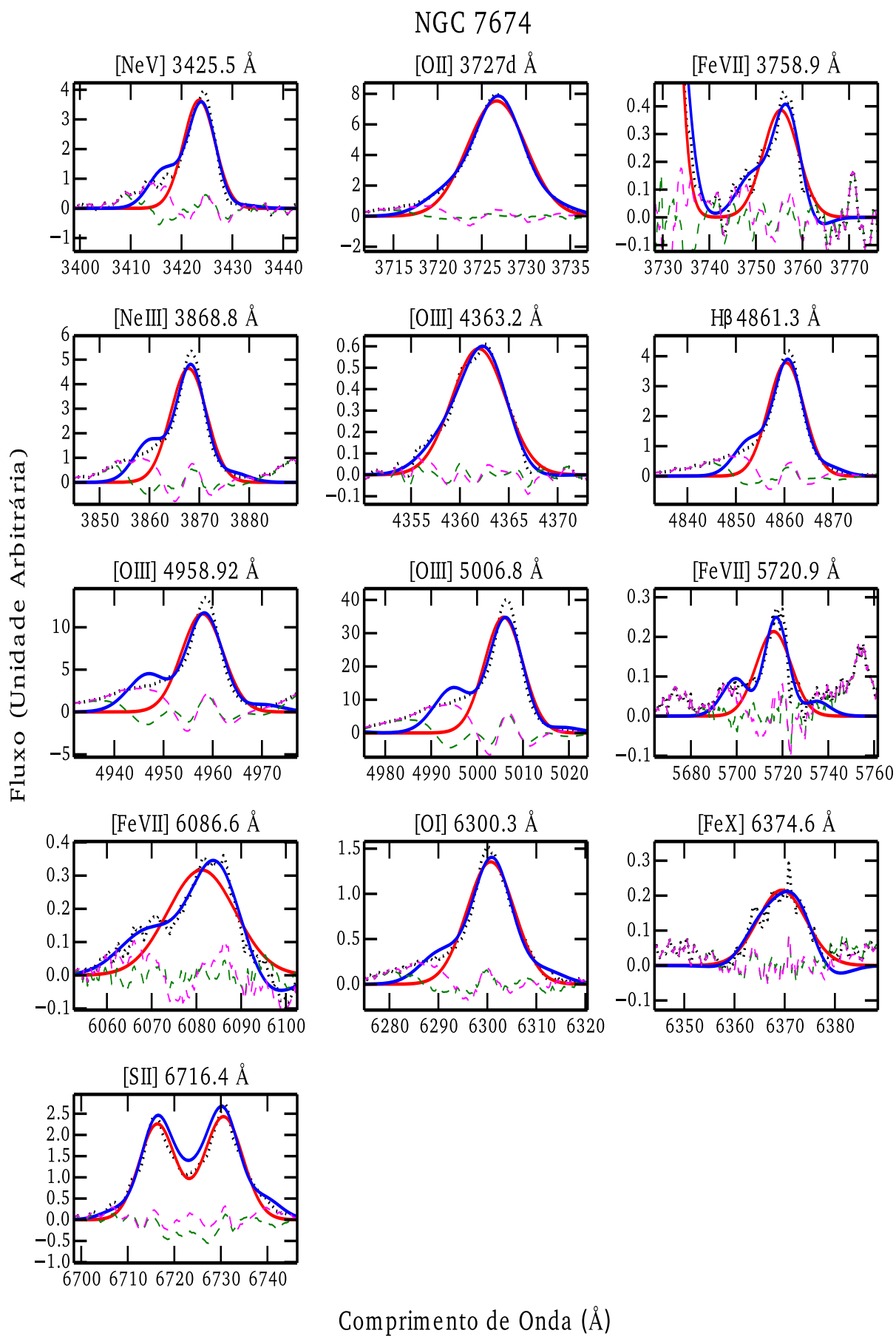


Figura 6.15: O mesmo que a figura 6.1, para NGC 7674.