

UNIVERSIDADE FEDERAL DE ITAJUBÁ

**PROPRIEDADES FÍSICAS DA EMISSÃO DE FeII
EM NÚCLEOS ATIVOS DE GALÁXIAS**

Murilo Marinello

UNIFEI

ITAJUBÁ – MG

10 DE FEVEREIRO DE 2015

UNIVERSIDADE FEDERAL DE ITAJUBÁ
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

**PROPRIEDADES FÍSICAS DA EMISSÃO DE FeII
EM NÚCLEOS ATIVOS DE GALÁXIAS**

Mestrando: Murilo Marinello Assis de Oliveira
Orientador: Dr. Alberto Rodríguez Ardila

Dissertação submetida ao Programa de Pós-Graduação em Física como pré-requisito
parcial necessário para obtenção do título de Mestre em Ciências em Física.

Área de concentração: Astrofísica

UNIFEI

ITAJUBÁ – MG

10 DE FEVEREIRO DE 2015

UNIVERSIDADE FEDERAL DE ITAJUBÁ
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

**PROPRIEDADES FÍSICAS DA EMISSÃO DE FeII
EM NÚCLEOS ATIVOS DE GALÁXIAS**

Mestrando: Murilo Marinello Assis de Oliveira

Dissertação julgada adequada para obtenção do título de Mestre em Ciência em Física, defendida e aprovada por unanimidade em 05/03/2015 pela Banca Examinadora.

Dr. Alberto Rodríguez Ardila

Laboratório Nacional de Astrofísica - LNA

Dr. Rogério Riffel

Universidade Federal do Rio Grande do Sul - UFRGS

Dr. Gabriel Rodrigues Hickel

Universidade Federal de Itajubá - UNIFEI

UNIFEI

ITAJUBÁ – MG

10 DE FEVEREIRO DE 2015

“We’re all stories in the end”

Agradecimentos

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

- À minha mãe, irmã e avó, por todo amor, compreensão e incentivo;
- Ao meu padrinho Sebastião, avó “Bézinha” e tia Zailda, que embora não estejam mais entre nós, sempre torceram por mim;
- Ao professor Alberto, pela incrível orientação, disponibilidade, otimismo e extrema paciência;
- Aos professores: Wilton Dias, Gabriel Hickel, Hektor Monteiro, Newton Figueiredo, Agenor Pina e Adhimar Oliveira, pelos conhecimentos partilhados durante este mestrado;
- Ao Marcos, por seu companheirismo, amizade e conhecimentos partilhados;
- Ao Fábio, pela amizade, caronas e conhecimentos partilhados;
- Aos meus amigos, Matheus, Lidiane, Pedro, Luiz Felipe e os moradores da “República Lahma” pela amizade nestes anos de UNIFEI;
- A todos meus amigos de Ouro Fino, em particular as “v.a.c.a.s.”, por estarem sempre presentes na minha vida;
- À turma do Laboratório de Microondas, pelas convívencia durante estes dois últimos anos;
- Ao LNA, por ter cedido espaço físico e disponibilizado os equipamentos necessários para a realização dessa pesquisa;
- A todos os funcionários do LNA, pela hospitalidade e por deixar o ambiente de trabalho sempre agradável e alegre;
- À FAPEMIG pelo apoio financeiro.

Para Ana Maria Marinello.

Resumo

Apresentamos, pela primeira vez, um estudo da emissão de Fe II na região do infravermelho próximo (NIR) em uma amostra de 25 núcleos ativos de galáxias (AGN) com o objetivo de obter informações sobre a física desta emissão, particularmente sobre os mecanismos de excitação e a localização mais provável da sua região de formação. Para a análise da emissão de Fe II foi utilizado o template desenvolvido por Garcia-Rissmann et al. (2012), que foi convoluído em FWHM e escalonado em fluxo para cada objeto da amostra. O template se mostrou eficiente na modelagem e subtração da emissão de Fe II na NIR, particularmente para as região das linhas de $1 \mu\text{m}$, sugerindo a existência de um mecanismo de excitação dominante a todos os objetos da amostra. A presença do *bump* de Fe II em $\lambda 9200$ foi observada em toda a amostra confirmando a presença do processo de fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ em AGNs. Foi encontrada uma forte correlação entre a emissão do *bump* de $\lambda 9200$, as linhas de $1 \mu\text{m}$ e a emissão óptica de Fe II, indicando que o processo de fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ é um mecanismo importante na produção de Fe II em AGNs. Utilizando os resultados acima e os fluxos medidos de Fe II foi estimado um limite inferior para a contribuição do processo de fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ na produção de Fe II no óptico. Os resultados mostram que cerca de 18% dos fótons observados no óptico são produzidos por esse processo. Foram comparados os perfis das linhas de Fe II $\lambda 10502$, O I $\lambda 11287$, Ca II $\lambda 8664$ e Pa β $\lambda 12812$ a fim de obter informações sobre a região de formação destes íons. Os resultados mostram que as linhas de Fe II, O I e Ca II possuem larguras similares e em média 30% mais estreitas que as Pa β . Isto significa que as três primeiras são formadas em uma mesma região, mais externa à aquela onde é produzida as linhas de Hidrogênio. Supondo que o movimento das nuvens emissoras dessas linhas é virializado, os resultados obtidos neste trabalho mostram que o Fe II (bem como o O I e o Ca II) é produzido em uma região, em média, duas vezes mais distante da fonte central que Pa β . As distâncias encontradas para a regiões emissoras de Fe II variam com grande amplitude: de 8,5 dias-luz para NGC 4051 até 198,2 dias-luz para Mrk 509. Os resultados derivados deste estudo ressaltam a importância do estudo do Fe II na NIR para vincular parâmetros fundamentais da física deste íon.

Palavras-chave: galáxias: ativas — galáxias: seyfert — infravermelho: geral — quasares: linhas de emissão — técnicas: espectroscopia

Abstract

We present, for the first time, a study of the NIR Fe II emission for 25 AGNs in order to obtain critical information about this emission, particularly about the excitation mechanisms the power it and the most probable location where it is formed. For the analysis we employ the NIR Fe II template derived by Garcia-Rissmann et al. (2012), which was convolved in width and scaled in flux for each object of the sample. We found that the template successfully modeled and subtracted the NIR Fe II emission, in particular the lines located longward of $1\ \mu$, suggesting a dominant excitation mechanism in AGNs for that emission. The presence of the Fe II bump at $\lambda 9200$ in all the sample confirms that the Ly α fluorescence process is always present in AGNs. This result is strengthened by the strong correlation observed between the flux of the Fe II *bump* at $\lambda 9200$, the $1\ \mu\text{m}$ lines and the optical Fe II emission and implies that Ly α fluorescence plays an important role in the Fe II production. Using the results above and the measured Fe II emission lines fluxes we estimate that at least 18% of the optical Fe II is due to this fluorescence process. The line profiles of Fe II $\lambda 10502$, O I $\lambda 11287$, Ca II $\lambda 8664$ and Pa β $\lambda 12812$ were compared in order of to gather information about the most likely location of the region that emits these lines. We found that Fe II, O I and Ca II display line profiles of similar width and on average 30% narrower than that of Pa β . It means the former three are formed in the same region and farther out from place where the later is produced. Assuming that the clouds emitting the above four lines are virialized, we show that the Fe II (as well as O I and Ca II) is emitted in a region twice as far from the central source than Pa β . The distance though strongly varies: from 8.5 light-days for NGC 4051 to 198.2 light-days for Mrk 509. Overall, our results reinforce the importance of studying the Fe II emission in the NIR to constrain critical parameters that drive the physics of this ion.

Keywords galaxies: active — galaxies: seyfert — infrared: general — quasars: emission lines — techniques: spectroscopic

Conteúdo

1	Introdução	1
1.1	Núcleos Ativos de Galáxias	1
1.2	Classificação das AGNs	3
1.3	Modelo Unificado dos AGNs	6
1.4	Emissão de Fe II em AGNs	8
1.5	Motivação e objetivos deste trabalho	12
2	Seleção da amostra	14
2.1	Observações e redução de dados	16
2.2	Dados no óptico e ultravioleta	25
3	Mecanismos de excitação do Fe II na NIR	36
3.1	<i>Template</i> da emissão de Fe II no infravermelho	37
3.2	<i>Template</i> da emissão de Fe II no óptico	50
3.3	Mecanismos de excitação do Fe II na NIR	56
4	Tamanho da região emissora de Fe II	65
5	Conclusões e perspectivas	78
	Referências Bibliográficas	81

Lista de Figuras

1.1	Dois AGNs estudadas nesta dissertação	2
1.2	SED de um AGN e uma galáxia normal	3
1.3	Exemplos de espectro dos AGNs	5
1.4	Modelo unificado	6
1.5	Exemplo da emissão de Fe II no óptico, I Zw 1.	10
2.1	Espectros da amostra na NIR.	19
2.2	Continuação da figura 2.1.	20
2.3	Continuação da figura 2.1.	21
2.4	Continuação da figura 2.1.	22
2.5	Continuação da figura 2.1.	23
2.6	Exemplo de subtração do contínuo na NIR.	24
2.7	Exemplo de subtração do contínuo no óptico.	26
2.8	Espectros da amostra no óptico.	29
2.9	Continuação da figura 2.8.	30
2.10	Continuação da figura 2.8.	31
2.11	Continuação da figura 2.8.	32
2.12	Exemplo de subtração do contínuo no ultravioleta.	33
2.13	Espectros da amostra no UV	34
2.14	Continuação da figura 2.13	35
3.1	<i>Template</i> de Fe II na NIR	38
3.2	Ajuste do <i>template</i> de Fe II na NIR nos espectros da amostra.	43
3.3	Continuação da figura 3.2	44
3.4	Continuação da figura 3.2	45

3.5	Continuação da figura 3.21	49
3.6	<i>Template</i> de Fe II na região do óptico derivado de I Zw 1.	51
3.7	Ajuste do <i>template</i> de Fe II no óptico nas galáxias da amostra	53
3.8	Continuação da figura 3.8.	54
3.9	Continuação da figura 3.8.	55
3.10	Diagrama de Gothrian simplificado para o Fe II.	57
3.11	Diagrama de Gothrian para às transições de Fe II produzidas por fluorescência de Ly α	58
3.12	Relação entre R ₄₅₇₀ e R _{1μm}	61
3.13	Relação entre R ₉₂₀₀ e R _{1μm}	61
3.14	Relação entre R ₄₅₇₀ e R ₉₂₀₀	62
4.1	Decomposição das linhas de Ca II e Pa β nas componentes individuais . . .	67
4.2	FWHM de O I <i>vs</i> FWHM de Fe II	69
4.3	FWHM de Ca II <i>vs</i> FWHM de Fe II	70
4.4	Comparação de perfis das linhas da BLR	71
4.5	Continuação da figura 4.4	72
4.6	Continuação da figura 4.4	73
4.7	Continuação da figura 4.4	74
4.8	FWHM da componente larga de Pa β <i>vs</i> FWHM de Fe II	75

Lista de Tabelas

2.1	Informações observacionais da amostra na NIR	15
2.2	Intervalo espectral das diversas ordens do SpeX	16
2.3	Objetos com dados ópticos e UV da amostra.	28
3.1	Parâmetros medidos na linha de Fe II $\lambda 10502$	41
3.2	Fluxo medido nas linhas de $1 \mu\text{m}$	42
3.3	Fluxo medido no complexo de Fe II em $\lambda 9200$	47
3.4	Fluxo medido de Fe II no óptico	52
3.5	Número de fótons de Fe II emitidos no óptico e na NIR	63
4.1	Características das principais linhas da BLR utilizadas neste trabalho.	68
4.2	Tamanho da região emissora de Fe II e $H\beta$	76

Lista de Siglas e Abreviaturas

AGN	Núcleos Ativos de Galáxias (do inglês, <i>Active Galactic Nuclei</i>)
BLR	Região de Linhas Largas (do inglês, <i>Broad Line Region</i>)
BLRG	Radio-Galáxia de Linhas Largas (do inglês, <i>Broad Line Radio Galaxie</i>)
CASLEO	Complejo Astronomico El Leoncito
FWHM	Largura Total a Meia Altura (do inglês <i>Full Width at Half Maximum</i>)
HST	Telescópio Espacial Hubble (do inglês <i>Hubble Space Telescope</i>)
LINER	Núcleos com linhas de emissão de baixa ionização (do inglês <i>Low Ionization Nuclear Emission</i>)
NIR	Região do Infravermelho Próximo (NIR, do inglês <i>Near Infrared Region</i>)
NLR	Região de Linhas Estreitas (do inglês, <i>Narrow Line Region</i>)
NLRG	Radio-Galáxia de Linhas Estreitas (do inglês, <i>Narrow Line Radio Galaxie</i>)
NLS1	Galáxias Seyfert 1 de Linhas Estreitas (do inglês, <i>Narrow Line Seyfert 1</i>)
OVV	Objetos Extremamente Variáveis no Óptico (do inglês, <i>Optically Violent Variables</i>)
QSO	Objeto Quasi-Estelar (do inglês, <i>Quasi-Stellar Object</i>)
Quasar	Fontes de Rádio Quasi-Estelare (do inglês <i>Quasi-Stellar Radio Source</i>)
R_{4570}	Razão entre o fluxo do <i>bump</i> de Fe II centrado em $\lambda 4570$ e a componente larga de $H\beta$
R_{9200}	Razão entre o fluxo do <i>bump</i> de Fe II centrado em $\lambda 9200$ e a componente larga de $Pa\beta$
$R_{1\mu m}$	Razão entre o fluxo das linhas de $1\mu m$ e a componente larga de $Pa\beta$
S1	Galáxias Seyfert 1
SDSS	Sloan Digital Sky Survey
SED	Distribuição Espectral de Energia (do inglês <i>Spectral Energy Distribution</i>)
UV	Ultravioleta

Capítulo 1

Introdução

1.1 Núcleos Ativos de Galáxias

O termo núcleo ativo de galáxia (AGN, do inglês *active galactic nucleus*) refere-se a um fenômeno energético extraordinário na região central (≤ 1 pc) de certas galáxias cuja luminosidade atinge valores típicos de 10^{46} ergs s^{-1} quando integrada entre 10^{10} Hz e 10^{25} Hz. Essa emissão não pode ser atribuída e explicada unicamente em termos de emissão estelar (Peterson, 1997). Essas galáxias ainda se dividem em subgrupos distintos segundo algumas características peculiares. Os dois maiores grupos são as galáxias Seyfert e os quasares. A diferença fundamental entre estes grupos é a quantidade de radiação emitida pela região nuclear. Galáxias Seyfert têm a emissão nuclear (na região espectral do visível, 3800-7000 Å) comparável a emissão estelar da galáxia hospedeira. Já em um quasar, a energia emitida pelo núcleo pode exceder um fator de 10^2 - 10^3 a luminosidade das estrelas. Em grandes distâncias apenas uma fonte pontual de luz é vista em um quasar, pois a luz da galáxia hospedeira é ofuscada pelo brilho do núcleo ativo. A Figura 1.1 exemplifica estes dois casos.

A história dos AGNs iniciou no raiar do século XX. O primeiro espectro de um núcleo ativo foi obtido por Edward A. Fath em 1908, no Observatório Lick. Fath, utilizando um pequeno espectrógrafo durante observações de “nebulosas espirais” notou 6 linhas de emissão em uma delas, NGC 1068. Slipher, em 1917, utilizando um espectrógrafo de melhor resolução verificou que as linhas de emissão observadas em NGC 1068 eram semelhantes as observadas em nebulosas planetárias mas possuíam larguras de centenas de km s^{-1} . Em

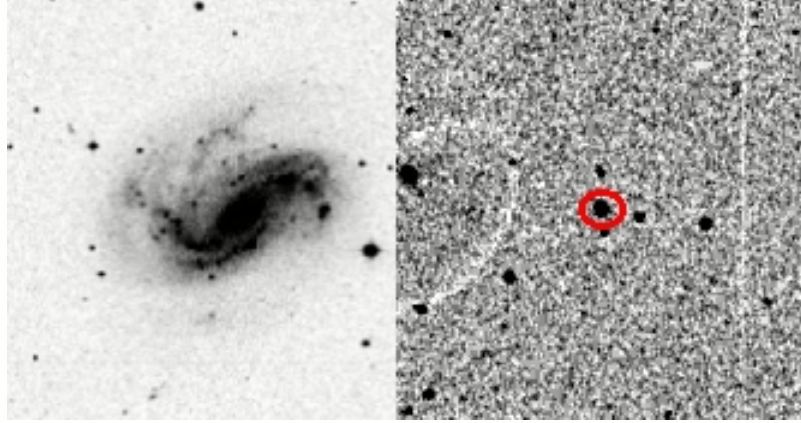


Figura 1.1: Duas galáxias estudadas nesta dissertação e que exibem a presença de um núcleo ativo: NGC 4051 (esquerda) e PG 1415+451 (direita). O círculo vermelho indica a posição do AGN no quadro da direita.

seu estudo de “nebulosas extragalácticas“, Edwin Hubble, em 1926, observando NGC 1068 junto a NGC 4051 e NGC 4151 sugeriu que estas nebulosas espirais se tratavam de objetos fora da Via Láctea.

Carl Seyfert (1943) quase duas décadas depois notou que um grupo pequeno de galáxias detinham um conjunto peculiar de propriedades que as diferenciavam das galáxias comuns. Seyfert observou que estas galáxias eram caracterizadas por um brilho intenso em sua região nuclear ($\geq 10^{12} L_{\odot}$) que emitia linhas de alta ionização mais largas que galáxias usuais, com a largura total a meia altura (FWHM, do inglês *full width at half maximum*) entre 200 e 1000 km s^{-1} e linhas de Hidrogênio ainda mais largas podendo chegar a 10000 km s^{-1} .

Duas décadas depois Schmidt (1963) descobriu um tipo de objeto com características ainda mais extremas que as galáxias Seyfert. Ao observar uma rádio-fonte, 3C 273, Schmidt notou que esta possuía um núcleo ainda mais compacto e brilhante que as galáxias Seyfert. Esse objeto possuía uma aparência que lembravam estrelas e por ser uma fonte pontual emissora de rádio receberam o nome de Quasares (abreviação do inglês para *Quasi-Stellar Rádio Sources*).

Nas décadas subsequentes ainda foram criadas outras classes e classificações para os AGNs (Khachikian & Weedman, 1974). No entanto é bem estabelecido que apesar das diferenças espectroscópicas todos os AGNs compartilham características comuns, como (Peterson, 1997; Ferrarese & Ford, 2005):

- Linhas de emissão de grande largura, com linhas permitidas podendo chegar a valores

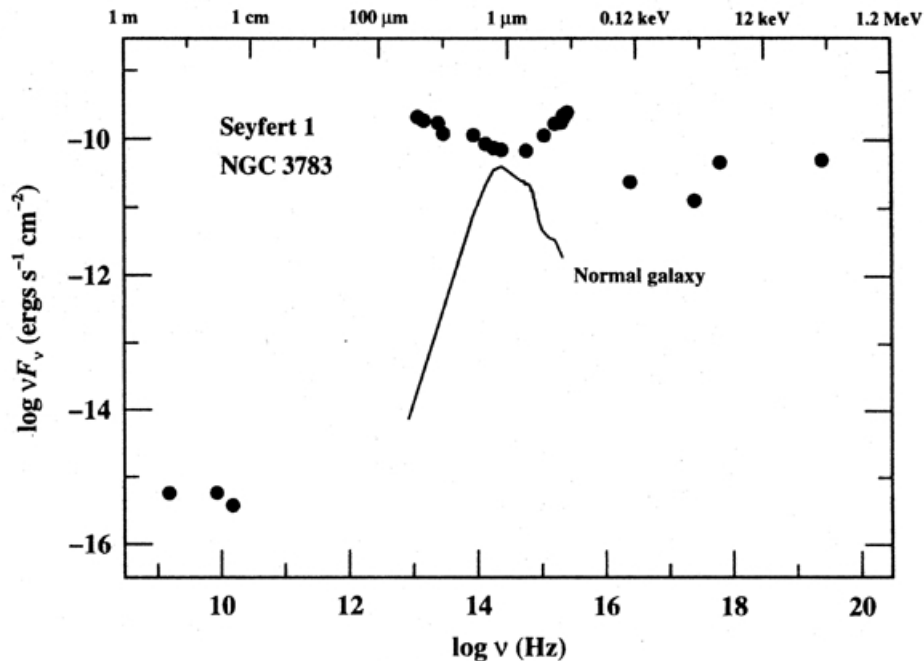


Figura 1.2: Comparação da SED de um núcleo ativo, NGC 3783 (Alloin, 1995) e uma galáxia normal (?). Imagem retirada de Peterson (1997).

da ordem de 10^3 km s^{-1} ;

- Variabilidade nas linhas de emissão permitidas e no contínuo emitido pela fonte central;
- Distribuição espectral de energia (SED, do inglês *Spectral Energy Distribution*) dominado por emissão não-estelar, caracterizado por excessos em raio-X, ultravioleta (UV), infravermelho, e rádio (veja a figura 1.2);
- Emissão pontual de um núcleo de alta luminosidade (da ordem de $10^{12}L_{\odot}$) concentrada em uma região muito pequena ($\sim 10^{-4} \text{ pc}$).

1.2 Classificação das AGNs

Galáxias Seyfert estão entre os tipos mais frequentes de AGNs. São núcleos ativos de baixa luminosidade ($M_B \geq -21.5 + 5h_0$, M_B é a magnitude absoluta e H_0 é a constante de Hubble) onde a galáxia hospedeira é facilmente detectada (Peterson, 1997). As galáxias Seyfert possuem uma morfologia quase sempre espiral, com adição de um núcleo brilhante

caracterizado por apresentar variabilidade no raio-X e UV e por serem rádio-silenciosas (do inglês, *radio-quiet*). Seu espectro é repleto de linhas de emissão (Fe II, H α , He I, He II, [O III], além de linhas de alta ionização como [Si X] e [Fe XIV]) (veja figura 1.3) e de acordo com a largura destas, classifica-se em Seyfert 1 e Seyfert 2 (Khachikian & Weedman, 1974). Galáxias Seyfert 1 são caracterizadas por dois conjuntos de linhas de emissão: linhas largas (produzida pela região de linhas largas (BLR, do inglês *broad line region*)), com larguras da ordem ou superiores a 10^3 km s^{-1} e linhas estreitas (produzidas pela região de linhas estreitas (NLR, do inglês *narrow line region*)). Galáxias Seyfert 2 por outro lado não possuem a emissão referente à BLR. Acredita-se que estes dois grupos de AGNs tenham as mesmas características físicas no entanto diferenciadas por efeito de orientação.

Quasares estão entre os objetos mais brilhantes do universo. Possuem uma alta luminosidade com $M_B \leq -21.5 + 5h_0$ e uma aparência do tipo estelar, sendo possível detectar uma estrutura "nebulosa" apenas em objetos mais próximos. Seus espectros são semelhantes aos espectros observados em galáxias Seyfert (tanto tipo 1 quanto 2) mas com linhas estreitas menos intensas que as largas e caracterizado por forte emissão em rádio (Peterson, 1997). Sua alta luminosidade constantemente ofusca a emissão da galáxia hospedeira, desta forma o espectro é dominado pela emissão não-estelar e um excesso no UV atribuído ao disco de acreção. Os quasares estão entre os AGNs mais frequentemente observados em altos *redshifts*, podendo ser observados em distâncias tão grande quanto $z=8$ (Fan, 2001; Iye et al., 2006; Bradley et al., 2008; Lehmer et al., 2010).

Núcleos com linhas de emissão de baixa ionização (LINER, do inglês *Low Ionization Nuclear Emission-line Region*) definidas originalmente por Heckman (1980) como sendo galáxias com razões de linhas $[\text{O II}]\lambda 3727/[\text{O III}]\lambda 5007 \geq 1$ e $[\text{O II}]\lambda 6300/[\text{O III}]\lambda 5007 \geq 1/3$. A grande discussão sobre este tipo de objetos é a tentativa de explicar a origem do mecanismo responsável pelas linhas de emissão observadas. A emissão pode ser explicada por uma AGN tendo como evidência a descoberta de emissão de linhas largas em espectros de LINERs (Storchi-Bergmann, 1993; Bower et al., 1996). Por outro lado há quem defenda a presença de uma fonte de fótons ionizante criada por estrelas Wolf-Rayet ou OB na região central da galáxia hospedeira (Shields, 1992; Barth et al., 2000).

Rádio-galáxias são objetos caracterizados por possuírem uma intensa emissão em rádio ($L_{1.4\text{GHz}} \geq 10^{25} \text{ W Hz}^{-1}$, Blandford et al., 1990) e uma morfologia de galáxias elípticas

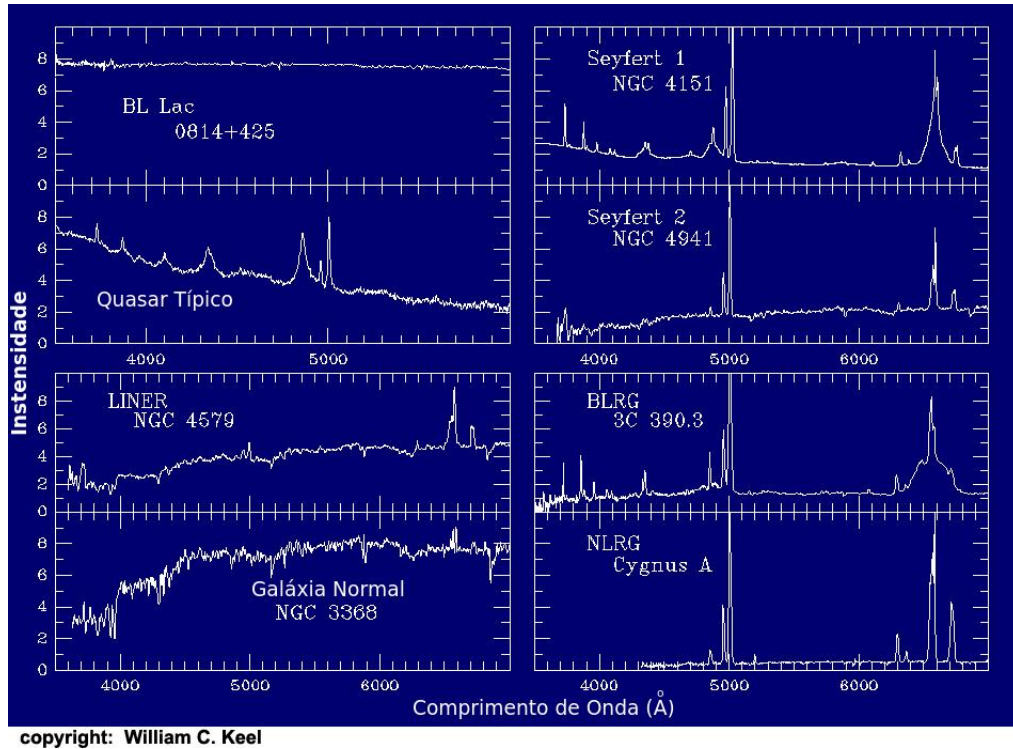


Figura 1.3: Comparação do espectro dos diversos tipos de AGNs. Imagem tirada de http://www.on.br/ead_2013/site/conteudo/cap29-galaxias-ativas/agn/agn.html. Copyright: William C. Keel.

gigantes (apesar de algumas possuírem a forma de um quasar). Sua forte emissão em rádio surge de dois lóbulos emissores em cada lado da galáxia que se estendem em escalas de kiloparsecs (Blandford et al., 1990). Apresentam um espectro óptico com fortes linhas de emissão e por esse motivo dividem-se em duas subclasses: rádio-galáxias emissoras de linhas estreitas (NLRG, do inglês *Narrow Line Radio Galaxies*) e rádio-galáxias de linhas largas (BLRG, do inglês *Broad Line Radio Galaxies*).

BL Lac e *OVVs* (do inglês *Optical Violent Variable*) são AGNs que apresentam alta amplitude de variabilidade em curtos períodos de tempo. Coletivamente estes objetos são conhecidos por *Blazares*. A variabilidade nestes objetos é tão extrema que pode ultrapassar 0.1 mag em escala de dias. Além disso, estes objetos possuem alta polarização (que pode, também, variar tanto em magnitude quanto em ângulo de posição) que pode ultrapassar 3%. São sempre fortes emissores de rádio, e possuem o espectro caracterizado pela ausência de linhas de emissão e absorção sendo dominados pela emissão do contínuo. Kembhavi & Narlikar (1999) classificam estes objetos como quasares com propriedades extremas.

1.3 Modelos Unificado dos AGNs

Apesar da diversidade de espécies de AGNs um cenário geral que explica a grande diversidade observada é conhecido como modelo unificado das AGNs. Neste modelo todos AGNs possuem componentes comuns e uma fonte emissora de energia agindo de maneira semelhante. Desta maneira a diferenciação entre cada um dos tipos de núcleos ativos citados na seção anterior seriam observados como consequência da variação do ângulo entre a fonte central e o observador (Urry & Padovani, 1995; Cepa, 2009). O modelo se baseia em uma estrutura comum como mostrado na Figura 1.4. Esta construção vem sendo elaborada baseada em observações realizadas por mais de três décadas e tem como características as componentes citadas a seguir (Peterson, 1997; Osterbrock, 1989; Cepa, 2009).

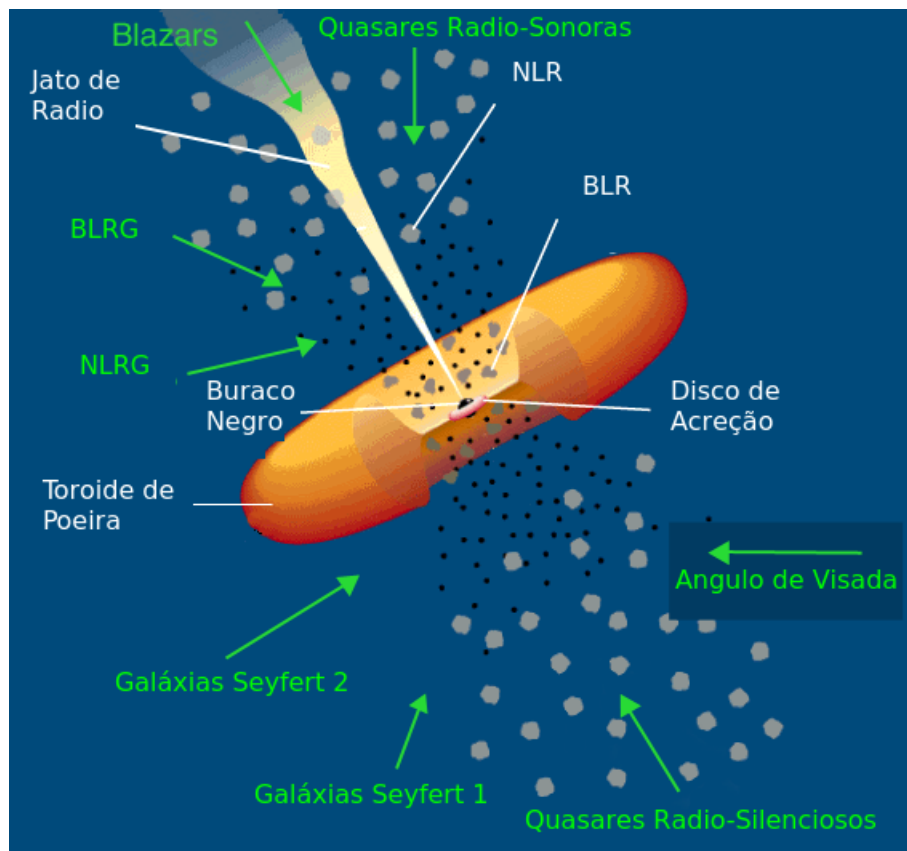


Figura 1.4: Modelo unificado das AGNs (Urry & Padovani, 1995).

A estrutura da figura 1.4 começa em sua região mais central com um buraco negro supermassivo com valores tipicamente maiores que $10^6 M_{\odot}$ que atrai a matéria do gás interestelar da galáxia hospedeira formando em sua volta uma estrutura de disco de acreção.

Acredita-se que o disco de acreção que circunda o buraco negro é responsável pela

emissão de radiação do contínuo, uma vez que o buraco negro não é capaz de emitir nada. Este disco é aquecido por sua própria viscosidade convertendo energia potencial gravitacional em energia térmica a medida que a matéria que o compõe cai para dentro do buraco negro. Este gás, momentos antes de cair dentro do buraco negro, é responsável pela emissão em alta energias sendo 80% desta emitida em raio-X. As regiões mais externas deste disco por sua vez domina a emissão nas regiões do óptico e UV

Cargas aceleradas no disco produzem campos magnéticos que aceleram prótons e elétrons do gás em direções perpendiculares ao disco criando os jatos observados em rádio. Dentro do modelo unificado, quando observamos fontes diretamente por estes jatos, estaríamos observando os objetos descritos como BL Lacs. Um fato interessante é que nem todas os AGNs apresentam esta emissão, sendo uma questão que ainda continua em aberto (Storchi-Bergmann et al., 1999; Winge et al., 2000; Riffel et al., 2006b).

A radiação emitida na região mais central dos AGN pelo disco de acreção aquece o material frio que o orbita, que por sua vez re-irradia na forma de linhas de emissão. O gás que circunda a fonte central é formado por duas componentes. Uma mais próxima do núcleo composta por nuvens densas que emitem linhas largas (BLR) e uma mais externa com nuvem menos densas emitindo linhas estreitas (NLR).

A BLR é a região emissora de linhas mais próxima da fonte central. Este fato faz com que o estudo desta região proporcione informações fundamentais sobre os processos físicos de um AGN. As linhas de emissão desta região possuem velocidades típicas da ordem de 10^3 - 10^4 km s⁻¹ e tem seu movimento governado pelo potencial gravitacional da fonte central. Esta região não pode ser resolvida espacialmente uma vez que suas densas nuvens ($n_e \geq 10^9$ cm⁻³) se encontram em uma região menor que 1 pc (Osterbrock, 1989) No entanto esta proximidade entre as nuvens e a fonte central faz com que as linhas de emissão sintam os efeitos da variabilidade do contínuo. Esta variabilidade retardada devido ao tempo de propagação da luz dentro da BLR pode ser mapeado em estudos de variabilidade (conhecidos por mapeamentos de reverberação) e nos fornece informações fundamentais a respeito desta região (Peterson et al, 1999).

Circundando a BLR existe uma região de poeira em formato toroidal, conhecido pelo nome *torus*. Esta estrutura fornece uma cobertura anisotrópica da emissão da fonte central. Esta cobertura seria responsável pelas diferenças observadas entre galáxias Seyfert 1 e 2

(Osterbrock, 1978). Esta região tem sua importância como forte emissora de contínuo na região do infravermelho próximo em forma de radiação de corpo negro com temperaturas que podem chegar a ~ 2000 K. O limite desta temperatura se dá pelo fato de que acima dela acontece a sublimação dos grãos de poeira. A presença da estrutura do torus é suportada por estudos polarimétricos (Antonucci & Miller, 1985) e teve seus primeiros estudos de modelagem na década de 1990 (Pier & Krolik, 1992). Estudo em galáxias Seyferts próximas revelam um tamanho menor que 10 pc para esta estrutura (Packham et al., 2005; Tristram et al., 2007; Radomski et al., 2008).

Enquanto a BLR é uma região pequena, densa e não resolvida a NLR representa propriedades opostas. Esta é a única região de uma AGN que pode ser resolvida espacialmente podendo chegar a extensão de centenas de parsecs em alguns casos. Possui uma morfologia geralmente cônica e suas linhas de emissão são alargadas a velocidades típicas de ~ 200 - 1000 km s⁻¹ com movimentos governados pelo potencial da galáxia. A presença de linhas de transições proibidas sugerem densidades típicas de $n_e \leq 10^4$ cm⁻³ e a partir de algumas delas é possível determinar a temperatura (valores típicos são da ordem de $T_e \approx 12000$ K).

1.4 Emissão de Fe II em AGNs

A BLR em AGNs tem sido estudada extensivamente desde o raio-X até a NIR durante as últimas duas décadas (veja Gaskell, 2009, para uma revisão) mas diversos aspectos sobre suas propriedades físicas ainda continuam em debate. Esse é o caso da emissão de Fe II que devido a grande quantidade de multipletos, forma um pseudo contínuo que se estende do UV à NIR pela mistura de mais de 23000 linhas (Sigut & Pradhan, 2003). Esta emissão é importante por quatro razões: (i) a emissão de Fe II representa um dos agentes resfriadores de BLR, emitindo certa de 25% da energia desta região (Wills et al., 1985); (ii) o pseudo-contínuo emitido pelo Fe II representa um forte agente contaminante no espectro de um AGN e sem um modelamento apropriado dessa emissão pode levar a uma descrição errada das condições físicas da BLR; (iii) a região emissora de Fe II é parte desta região e pode fornecer informações sobre estrutura e a cinemática da BLR e da fonte central. Apesar dos diversos estudos sobre a região emissora de Fe II (Kuehn et al., 2008;

Matsuoka et al., 2008; Sluse et al., 2007; Hu et al., 2008; Kovačević et al., 2010) a forte mistura das linhas de Fe II nas regiões do óptico e UV impedem um estudo preciso de suas propriedades e mecanismos de excitação; (*iv*) acredita-se que a intensidade de Fe II relativa ao pico de [O III] λ 5007 está associada a importantes parâmetros dos processos de acreção (Sulentic et al., 2000; Boroson, 2002). A razão Fe II/[O III] é a variável dominante na análise de componente principal apresentada por Boroson & Green (1992).

As linhas de emissão de Fe II foram observadas em quasares pela primeira vez por Greenstein & Schmidt (1964). Poucos anos depois Wampler & Oke (1967) observaram uma nova fonte com esta emissão, 3C 273. Sargent (1968) encontrou uma emissão extremamente forte de Fe II em I Zw 1, superando inclusive a emissão das linhas de Hidrogênio. Nos anos subsequentes diversos trabalhos reportaram objetos emissores de Fe II e estudos detalhados sobre a física desta emissão (Osterbrock, 1977; Meyers & Peterson, 1985; Grandi, 1981; Joly, 1991; Boroson & Green, 1992).

A quantidade de Fe II em AGNs é usualmente medida no óptico pela razão entre o *bump* de Fe II centrado em λ 4570 e a componente larga da linha de H β (R_{4570}) que podem ser vistos na figura 1.5, que mostra o espectro de I Zw 1 e sua intensa emissão de Fe II na região do óptico. Tipicamente, AGNs têm, em média, $R_{4570} \sim 0,4$ sendo que 90% delas possuem valores entre 0,1-1 (Bergeron & Kunth, 1984). AGNs com forte emissão de Fe II são definidas como tendo $R_{4570} \geq 1$, e ocorrem apenas $\sim 5\%$ dos objetos (Lawrence et al., 1988). Apenas alguns poucos ultra emissores de Fe II ($R_{4570} \geq 2$) foram observados, sendo uma ordem de magnitude mais raros (Lípari et al., 1993; Moran et al., 1996; Xia et al., 1999). Este valor está relacionado a diversas propriedades físicas dos AGNs. Por exemplo, Boroson & Green (1992) identificaram que a quantidade R_{4570} está anti-correlacionada com a largura de H β , com o pico de [O III] e assimetrias à esquerda de H β . A variabilidade da lei de potência do contínuo no raio-X mole também parecem estar correlacionadas com R_{4570} (Moran et al., 1996; Wilkes et al., 1987; Wang et al., 1996). Ainda, a emissão de Fe II parece ser forte em AGNs com absorção de linhas largas de baixa ionização (Hartig & Baldwin, 1986; Boroson & Meyers, 1992). Todas essas correlações ressaltam a importância do entendimento da emissão de Fe II para uma correta caracterização da BLR.

Imediatamente após a descoberta da emissão de Fe II no espectro de AGNs os primeiros modelos teóricos começaram a aparecer. Estes trabalhos tentaram modelar, sem sucesso, a

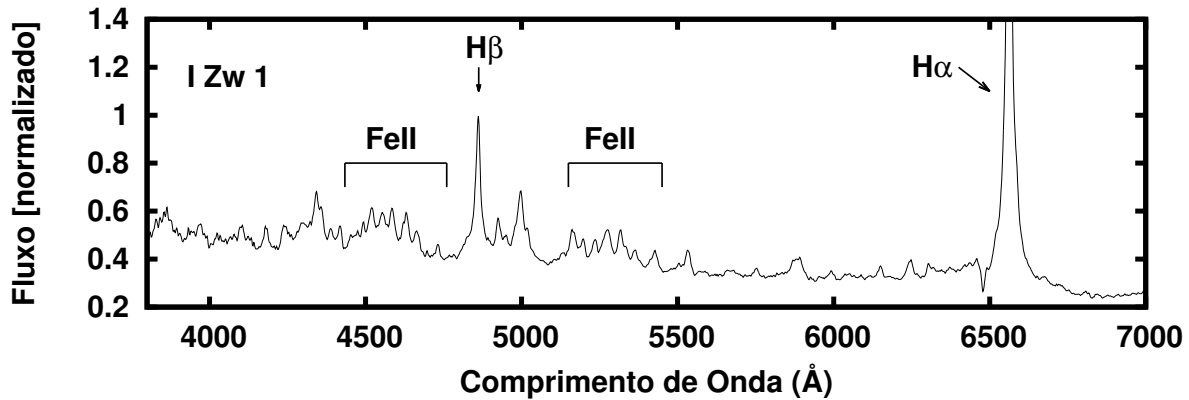


Figura 1.5: Exemplo da emissão de Fe II no óptico em I Zw 1. Nesta figura pode-se apreciar que o acúmulo de várias linhas de Fe II ao redor de $H\beta$ formam dois “*bumps*” característicos desta emissão.

emissão de Fe II utilizando modelos de fotoionização da BLR (Netzer, 1980; Kwan & Krolik, 1981). A falha dos modelos de fotoionização em estimar as intensidades da emissão de Fe II levou à discussão se outros mecanismos de excitação também contribuiriam para esta emissão. Phillips (1978, 1979) já tinha mostrado que excitação colisional seria insuficiente para computar a intensidade de Fe II observada em AGNs e discutiu a possibilidade de fluorescência do contínuo, isto é, absorção de fótons do contínuo por transições de Fe II) ser responsável pela intensidade desta emissão. Netzer & Wills (1983) e Wills et al. (1985) desenvolveram modelos mais elaborados da emissão de Fe II incluindo fluorescência do contínuo, excitação colisional e auto-fluorescência das linhas Fe II. No entanto, ainda não conseguiam reproduzir o fluxo total de Fe II observado em AGN, já que prediziam uma quantidade de $Fe_{II_{total}}/H\beta \approx 3-5$, enquanto a quantidade observada era da ordem de $Fe_{II_{total}}/H\beta \approx 12$.

Penston (1987) argumentou que a presença de multipletos inesperados de Fe II no UV no espectro da estrela simbiótica RR Tel deveriam surgir do cascadeamento de níveis mais altos excitados pela absorção de um fóton de $Ly\alpha$. Penston ainda argumentou que estes níveis não poderiam ser excitados pelos mecanismos de excitação proposto por Wills et al. (1985) já que possuíam energias na ordem de 10 eV. Graham et al. (1996) obtiveram a primeira evidência observacional destes multipletos de Fe II no UV em um quasar ultra emissor de Fe II, QSO 2226-3905. Sigut & Pradhan (1998) usando um modelo atômico de Fe II com 262 níveis de estrutura fina e considerando fluorescência de $Ly\alpha$ (além dos

outros mecanismos de excitação propostos por Wills et al., 1985) demonstraram que este mecanismo é de fundamental importância na determinação das intensidades da emissão de Fe II no óptico e UV. Sigut & Pradhan (1998) mostraram, ainda, que a característica chave da fluorescência de Ly α estaria presente na NIR na forma do *bump* de Fe II em λ 9200. O aumento nesta emissão seria causado por cascadeamentos primários de níveis superiores, 5p, para os níveis e⁴D e e⁶D após a captura de um fóton de Ly α . A presença do *bump* de Fe II em λ 9200 foi observada por Rodríguez-Ardila et al. (2002) para uma amostra de 4 AGNs levando a confirmação do mecanismo de fluorescência de Ly α .

Devido a complexidade e incerteza nas probabilidades de transição do Fe II a maneira que se tem mostrado mais eficiente no estudo desta emissão em AGNs consiste em derivar *templates* empíricos das observações. A descoberta de Boroson & Green (1992) de que a razão relativa das linhas de emissão do ferro se mantinham constantes de objeto para objeto, independentemente da luminosidade da AGN, permitiu que eles aplicassem esta propriedade a uma grande amostra de quasares. Utilizando o espectro de I Zw 1 eles derivaram um *template* de Fe II na região entre λ 4400-5600 removendo todas as outras linhas identificadas como não sendo de Fe II, ficando apenas com o espectro de emissão de ferro permitido. Véron-Cetty et al. (2004) estenderam este conceito para toda região do óptico também usando observações de I Zw,1. Estes *templates* ajustam de maneira satisfatória a emissão de Fe II em mais de 4000 AGNs (Hu et al., 2008; Dong et al., 2011) através de escalonamentos e convoluções apropriadas com as velocidades de dispersão da BLR estimadas a partir de outras linhas de emissão desta região. Veestergaard & Wilkes (2001) complementaram este *template* para a região do UV usando um espectro de I Zw 1 obtido com "Hubble Space Telescope" (HST).

Quase uma década depois, Garcia-Rissmann et al. (2012) derivaram o primeiro *template* semi-empírico da emissão de Fe II na NIR utilizando um espectro de média resolução de I Zw 1 e os modelos teóricos desenvolvidos por Sigut & Pradhan (2003) e Sigut et al. (2004). Este *template* foi capaz de reproduzir a emissão de Fe II em Ark 564, outra NLS1 conhecida por sua emissão de Fe II (Joly, 1991; Rodríguez-Ardila et al., 2002). Assim como no óptico eles encontraram que o espectro de Fe II na NIR forma um pseudo-contínuo no intervalo λ 8000-11600Å. Por outro lado, diferente do óptico, o espectro de emissão de Fe II na NIR apresenta fortes linhas de emissão que podem ser facilmente isoladas, permitindo

uma caracterização de seus perfis e a comparação com outras linhas de emissão da BLR. Este fato faz com que a NIR apresente uma grande vantagem em relação ao óptico, fazendo a emissão de Fe II nesta região uma poderosa ferramenta no estudo desta emissão como um todo. Por exemplo, pode ser usado para estabelecer vínculos sobre a região mais provável onde o Fe II é emitido (Rodríguez-Ardila et al., 2002).

1.5 Motivação e objetivos deste trabalho

A emissão de Fe II permitido em AGNs é observada como sendo proveniente da BLR. Uma vez que esta região não pode ser resolvida espacialmente, ela só pode ser estudada através de espectros integrados. Apesar do sucesso dos *templates* em medir a emissão de Fe II, alguns problemas fundamentais continuam em aberto, tais como os mecanismos de excitação por trás de sua origem e a localização dentro da BLR onde é formada.

O pseudo-contínuo criado pela mistura dos numerosos multipletos devido a largura das linhas de emissão impedem um estudo acurado desta emissão nas regiões do óptico e do UV. Neste sentido a emissão de Fe II além de não poder ser estudada com precisão, representa uma agente contaminante que precisa ser subtraído para um estudo confiável das outras linhas de emissão da BLR. No entanto na NIR linhas da BLR como O I, Ca II e Pa β estão completamente isoladas, tornando-a particularmente promissora para estudar a física da BLR.

Modelos avançados de fotoionização junto com fluorescência do contínuo via linhas de ressonância do UV, auto-fluorescência e excitação colisional não conseguem reproduzir a intensidade e a forma da emissão de Fe II em AGNs (Wills et al., 1985; Joly, 1993; Baldwin et al., 2004). Ainda, a classe de ultra emissores de Fe II parece simplesmente inexplicável para os modelos tradicionais (Joly, 1993; Graham et al., 1996). O desenvolvimento de um *template* de Fe II na NIR por Garcia-Rissmann et al. (2012) abriu novas portas para o estudo desta emissão. No entanto os resultados apresentados por eles foram aplicados em apenas dois objetos: IZw 1 e Ark 564. A sua extensão à uma amostra maior é necessário para realizar um estudo mais consistente sobre esta emissão. Somado a isto, o fato das linhas de emissão de Fe II estarem relativamente isoladas nesta região permite uma medida precisa de suas características (FWHM, fluxo, perfil, etc) fazendo o seu estudo mais

confiável em comparação ao óptico e fornecendo fortes vínculos a modelos que descrevem a emissão de Fe II.

Assim, com base no que foi escrito acima, este trabalho tem por objetivos:

- Caracterizar a emissão de Fe II em AGNs através dos *templates* disponíveis na literatura (óptico) e do desenvolvido por Garcia-Rissmann et al. (2012) na NIR. Esta abordagem permite quantificar a emissão multi-banda do Fe II;
- Comparar a emissão de Fe II na NIR e no óptico. A utilização dos *templates* de Fe II fornece valores de fluxo integrado e de linhas individuais desta emissão, permitindo determinar e quantificar a relevância do processo de fluorescência de Ly α na formação desta emissão;
- Caracterizar os perfis das linhas de Fe II na NIR e comparar suas propriedades com as de outras linhas da BLR. O fato de que nesta região varias linhas de Fe II estão relativamente isoladas, permite medir características relacionadas ao perfil das linhas tais como a largura, forma e fluxo;
- Determinar a localização mais provável da região emissora de Fe II. A comparação das larguras das linhas de Fe II com as de outras linhas da BLR permite impor vínculos ao local mais provável onde as nuvens que emitem essas linhas estão.

Esta dissertação é apresentada na seguinte ordem. No capítulo 2 é realizada uma caracterização da amostra de dados, bem como uma descrição de suas observações e redução dos dados. No capítulo 3 é realizado um estudo das linhas de Fe II através aplicação dos *templates* da literatura. Ainda, é estudada a emissão de Fe II no óptico e na NIR, de maneira comparativa, a fim de determinar a importância do processo de fluorescência de Ly α na produção dessas linhas. No capítulo 4 é caracterizado os perfis individuais de Fe II e de outras linhas da BLR. Os resultados são utilizados para determinar a localização mais provável das nuvens emissoras de Fe II. No capítulo 5 apresentamos os resultados mais relevantes desta dissertação assim como as perspectivas do trabalho.

Capítulo 2

Seleção da amostra

A amostra de dados que compõem esta dissertação foi escolhida a partir de trabalhos anteriores sobre AGNs. Cada um destes trabalhos fizeram suas análises dentro de suas próprias motivações científicas. Uma vez que estes dados já estão disponíveis, aproveitamos a grande quantidade de informação disponível para montar uma amostra condizente com os objetivos científicos deste trabalho. Essa dissertação tem por foco prioritário o estudo do Fe II na NIR. Neste sentido a amostra foi selecionada a partir do atlas de Riffel et al. (2006a) e dos trabalhos de Rodríguez-Ardila et al. (2000) e Rodríguez-Ardila et al. (2002). Os critérios de seleção foram tomados segundo as diretrizes a seguir:

- Galáxias Seyfert 1 e Quasares: Uma vez que estamos interessados na emissão de Fe II permitido formado na BLR é natural que a amostra selecionadas seja composta por objetos (AGNs) de tipo 1.
- Intensiva emissão de Fe II: O interesse nos mecanismos de excitação bem como outras propriedades físicas desta emissão fez com que a amostra fosse selecionada a partir de AGNs com emissão moderada ou intensa de Fe II na NIR.
- FWHM das linhas largas de Hidrogênio: Foram selecionadas AGNs tais que $\text{FWHM} \leq 4000 \text{ km s}^{-1}$ a fim de evitar que as linhas de Fe II estejam fortemente misturadas com as “asas” das linhas largas de outras espécies ao seu redor.

Neste capítulo vamos descrever a observação e redução dos dados na NIR das 25 galáxias selecionadas, pelos critérios acima. Adicionalmente, serão descritas brevemente

observações complementares dessa amostra nas regiões do óptico e do UV e que foram utilizadas neste trabalho. A lista final de objetos observados na NIR assim como as informações básicas sobre estes são apresentados nas colunas 1 a 3 da tabela 2.1.

Tabela 2.1: Informações observacionais da amostra na NIR.

Nome	Tipo	Redshift (z)	Data	Tempo de Exp. (s)	$E(B-V)_G$
Mrk 335	NLS1	0.02578	21 Out. 2000	2400	0.030
I Zw 1	NLS1	0.06114	14 Ago. 2002	2400	0.057
Ton S180	NLS1	0.06198	11 Out. 2000	2400	0.013
Mrk 1044	NLS1	0.01645	11 Out. 2000	1800	0.031
Mrk 1239	NLS1	0.01927	21 Abr. 2000	1920	0.065
			23 Abr. 2002	1920	
Mrk 734	S1	0.05020	23 Abr. 2002	2400	0.029
PG 1126-041	QSO	0.06000	23 Abr. 2002	1920	0.055
			24 Abr. 2002	2160	
H 1143-182	S1	0.03330	21 Abr. 2000	1920	0.039
NGC 4051	NLS1	0.00234	20 Abr. 2002	1560	0.013
Mrk 766	NLS1	0.01330	21 Abr. 2000	1680	0.020
			25 Abr. 2002	1080	
NGC 4748	NLS1	0.01417	21 Abr. 2000	1680	0.052
			25 Abr. 2002	1440	
Ton 156	QSO	0.54900	25 Abr. 2002	3600	0.015
PG 1415+451	QSO	0.11400	24 Abr. 2002	3960	0.009
			25 Abr. 2002	1440	
Mrk 684	S1	0.04607	21 Abr. 2000	1440	0.021
Mrk 478	NLS1	0.07760	20 Abr. 2002	3240	0.014
PG 1448+273	QSO	0.06522	24 Abr. 2002	2160	0.029
PG 1519+226	QSO	0.13700	25 Abr. 2002	4000	0.043
Mrk 493	NLS1	0.03183	20 Abr. 2002	1800	0.025
			25 Abr. 2002	900	
PG 1612+262	QSO	0.13096	23 Abr. 2002	2520	0.054
Mrk 504	NLS1	0.03629	21 Abr. 2000	2100	0.050
1H 1934-063	NLS1	0.01059	02 Jun. 2004	2160	0.293
Mrk 509	S1	0.34397	23 Out. 2003	1440	0.057
			01 Jun. 2004	2160	
1H 2107-097	S1	0.02652	23 Out. 2003	1680	0.233
Ark 564	NLS1	0.02468	10 Out. 2000	1500	0.060
			23 Jun. 2003	2160	
NGC 7469	S1	0.01632	23 Out. 2003	1920	0.069

Nota - NLS1 são galáxias Seyfert 1 caracterizadas por possuírem $FWHM \leq 2000 \text{ km s}^{-1}$, razão $[O III]/H\beta \leq 3$ e intensa emissão de Fe II no óptico e UV (Osterbrock & Pogge, 1985)

2.1 Observações e redução de dados

Os espectros da amostra foram observados entre anos 2000 e 2004 utilizando o telescópio IRTF (do inglês, *NASA Infrared Telescope facility*) de 3 metros de diâmetro, localizado no monte Mauna Kea, Hawaii-EUA. A fim de obter o espectro completo na região de $0.8\text{-}2.4\ \mu\text{m}$ foi utilizado o espectrógrafo SpeX (Rayner et al., 2003) no modo de dispersão cruzada (SXD, $0.8\text{-}2.4\ \mu\text{m}$) e um CCD ALADDIN 3 InSb de 1024×1024 pixels com uma escala espacial de $0.15''/\text{pixel}$. Neste modo o intervalo de $0.8\text{-}2.4\ \mu\text{m}$ é observado simultaneamente, dividido em diferentes ordens, cada uma referente a uma banda de observação. A tabela 2.2 mostra as bandas e comprimentos de onda em repouso coberto por cada ordem.

Tabela 2.2: Intervalo espectral das diversas ordens do SpeX.

Ordem	Banda	Cobertura espectral(μm)
3	K	1,88-2,42
4	H	1,41-1,81
5	J2	1,13-1,45
6	J1	0,94-1,20
7	Z	0,81-1.03
8	I	0,81-0,90

As observações foram realizadas utilizando o modo ABBA que consiste de exposições em posições diferentes ao longo da fenda, posições estas representadas pelas letras A e B. Este modo além de possuir a vantagem de manter todas as exposições sobre o alvo, ainda permite uma subtração direta da emissão das linhas de céu. Cada uma destas exposições individuais foi realizada com um tempo de exposição de 180 segundos. Após varios ciclos ABBA, o tempo de exposição efetivo pode chegar a até 90 minutos (ver coluna 6 da tabela 2.1). Além do alvo de ciência, ainda é observado uma estrela do tipo A0V para cada fonte da amostra, a fim de fornecer padrões telúricos com a mesma massa de ar, necessárias para o processo de redução.

Estes dados já se encontravam reduzidos (redução realizada por Alberto Rodríguez Ardila) e publicados na literatura (Rodríguez-Ardila et al., 2002; Riffel et al., 2006a), mas devido a sua relevância ao trabalho daremos uma breve descrição do procedimento, listando os principais passos e ferramentas utilizados. Para a redução dos dados do SpeX

existe uma *pipeline*¹ chamada SPEXTOOL. Esta ferramenta foi desenvolvida pela própria equipe do SpeX (Cushing et al., 2004) e permite realizar a extração do espectro da região nuclear de cada ordem assim como a calibração em comprimento de onda, tanto para as galáxias quanto para as estrelas telúricas. Os espectros unidimensionais são então divididos pela estrela telúrica selecionada para cada alvo utilizando uma outra pipeline, também desenvolvida pela equipe do SpeX, chamada Xtellcor (Vacca et al., 2003). Este procedimento permite cancelar as bandas telúricas presentes no intervalo espectral observado e recuperar informações presentes nesta região. Por fim os espectros das diferentes ordens são unidos em um único espectro unidimensional. Uma descrição mais completa e detalhada do processo de redução e calibração dos dados da NIR pode ser encontrada em Riffel et al. (2006b).

Utilizando as linhas de [S III] $\lambda 9531$, Pa δ , Pa β , Br γ e He I $\lambda 10830$ foi possível determinar o *redshift* (z) de cada objeto (com erro inferior a 3% referente aos valores do NED.²). Os valores de z determinados por este processo estão presentes na coluna 3 da tabela 2.1. Posteriormente, os espectros foram corrigidos por extinção galáctica, ou $E(B-V)_G$, cujos valores foram determinados a partir dos mapas COBE/IRAS no infravermelho (Schlegel et al., 1998) (estes valores estão apresentados na coluna 6 da tabela 2.1).

Por fim, após estes procedimentos ficamos com os espectros reduzidos e calibrados em comprimento de onda e fluxo, além de corrigido por *redshift* e extinção galáctica. Os espectros finais encontram-se nas Figuras 2.1-2.5. No entanto, ao longo dessa dissertação as análises realizadas dependem exclusivamente das linhas de emissão, sendo necessária a subtração do contínuo observado. Para isto foi ajustado uma função *spline3* ao espectro escolhendo pontos livres de linhas de emissão ou absorção. Nesta etapa foi utilizada a tarefa *fit1d* do IRAF. Uma abordagem mais elaborada da análise e subtração do contínuo consistiria de um ajuste simultâneo de um template de população estelar, emissão térmica de poeira e uma lei de potência, o que foge do escopo deste trabalho. Ainda, pelo fato dos espectros ópticos e NIR não serem contemporâneos, as incertezas associadas seriam muito grandes. Um exemplo deste ajuste e subtração é mostrado na figura 2.6 para uma das galáxias da amostra, 1H 1934-063. Nesta figura, ainda são indicadas as linhas mais

¹Este termo em redução de dados refere-se a um software para o processamento automáticos dos dados

²NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) - <http://ned.ipac.caltech.edu/>

relevantes a este trabalho, tais como as linhas de Fe II em $1\mu\text{m}$, o *bump* de $\lambda 9200$, Pa β , o tripleto de Ca II e O I $\lambda 11287$. As linhas de Pa γ , Pa δ e [S III] $\lambda 9531$ foram adicionadas como referência.

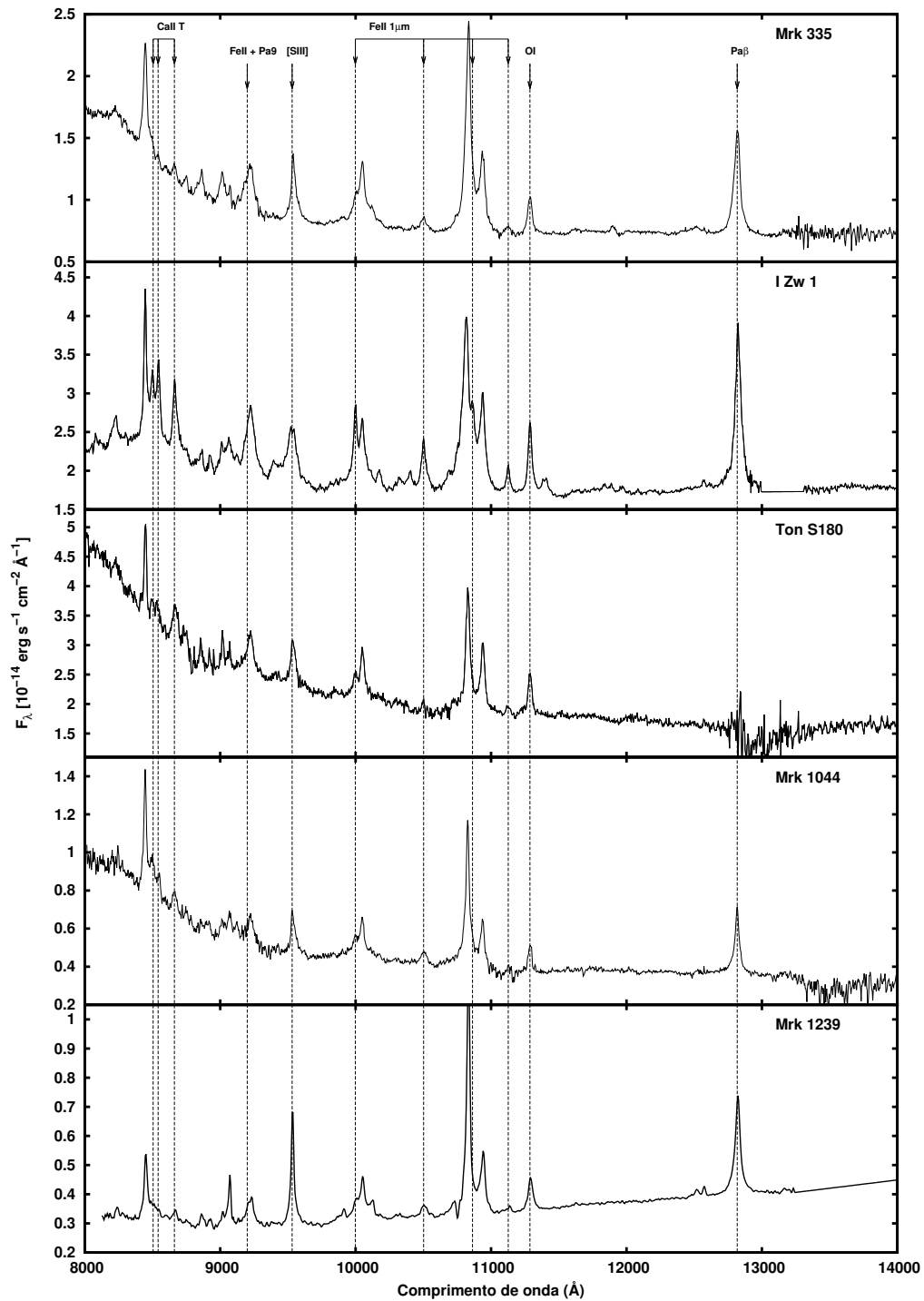


Figura 2.1: Espectros da amostra na NIR já corrigidos por redshift. Somente o intervalo entre 8000-14000Å é mostrado. Os espectros no intervalo 8000-24000Å podem ser observados em Riffel et al. (2006).

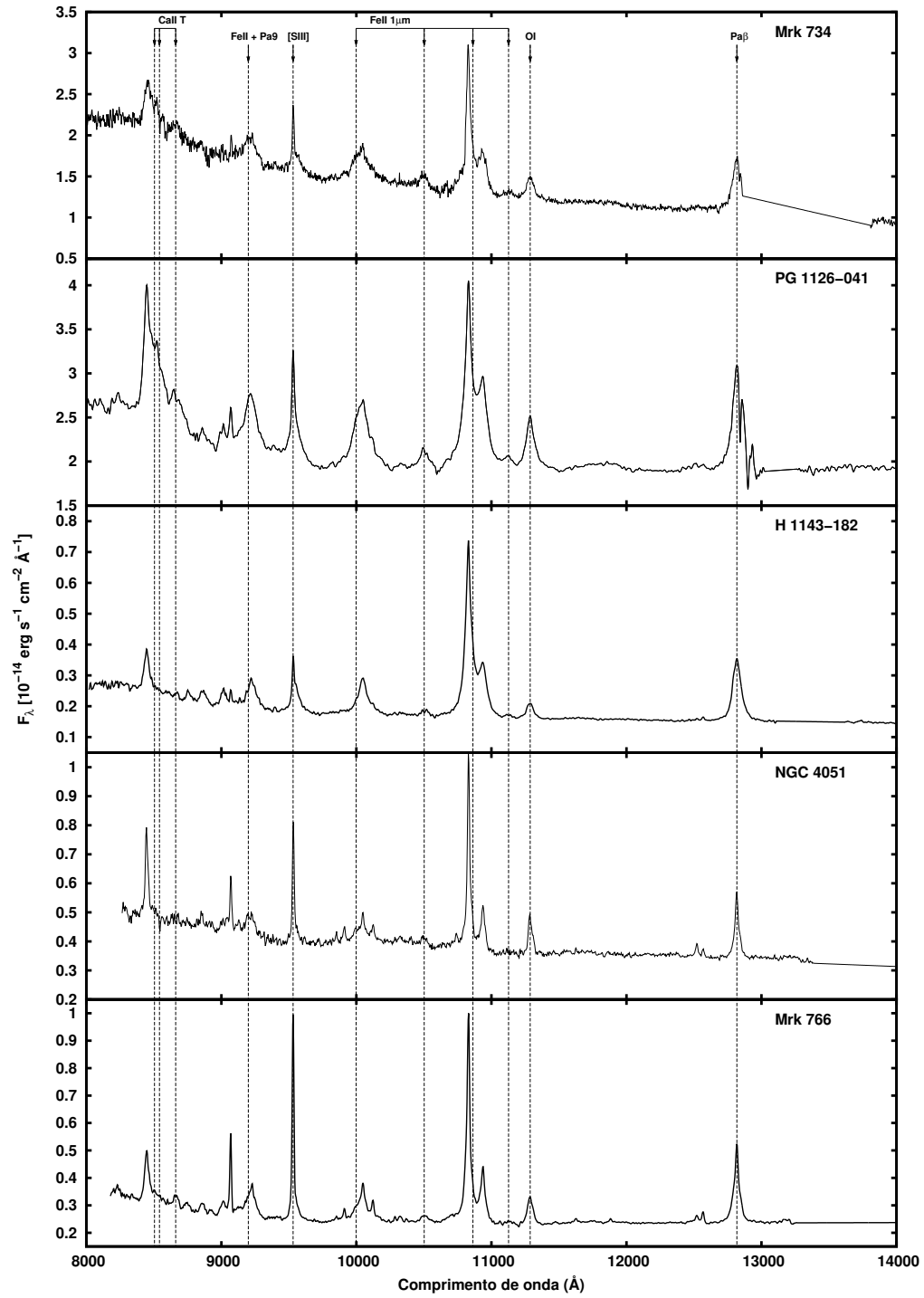


Figura 2.2: Continuação da figura 2.1.

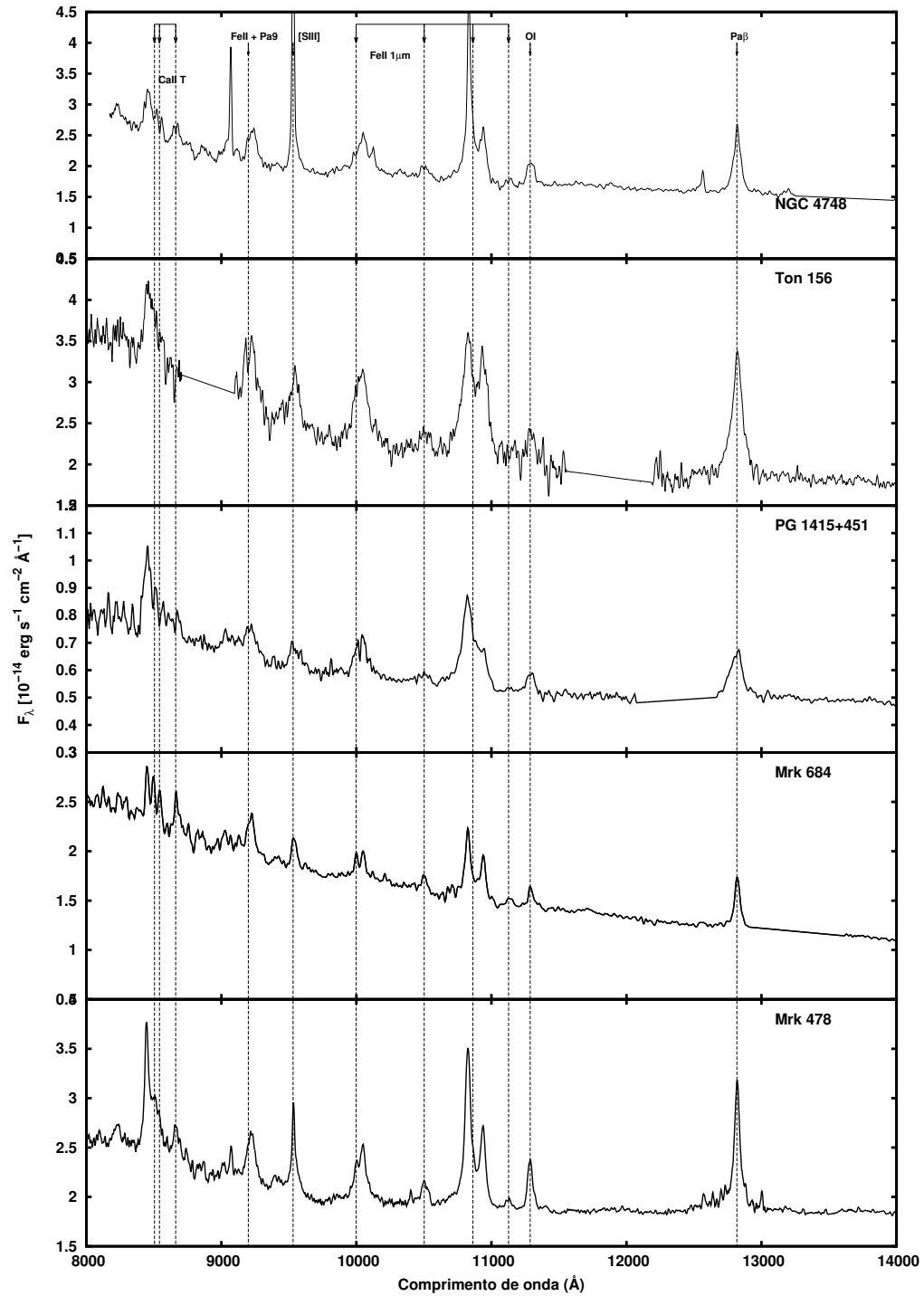


Figura 2.3: Continuação da figura 2.1.

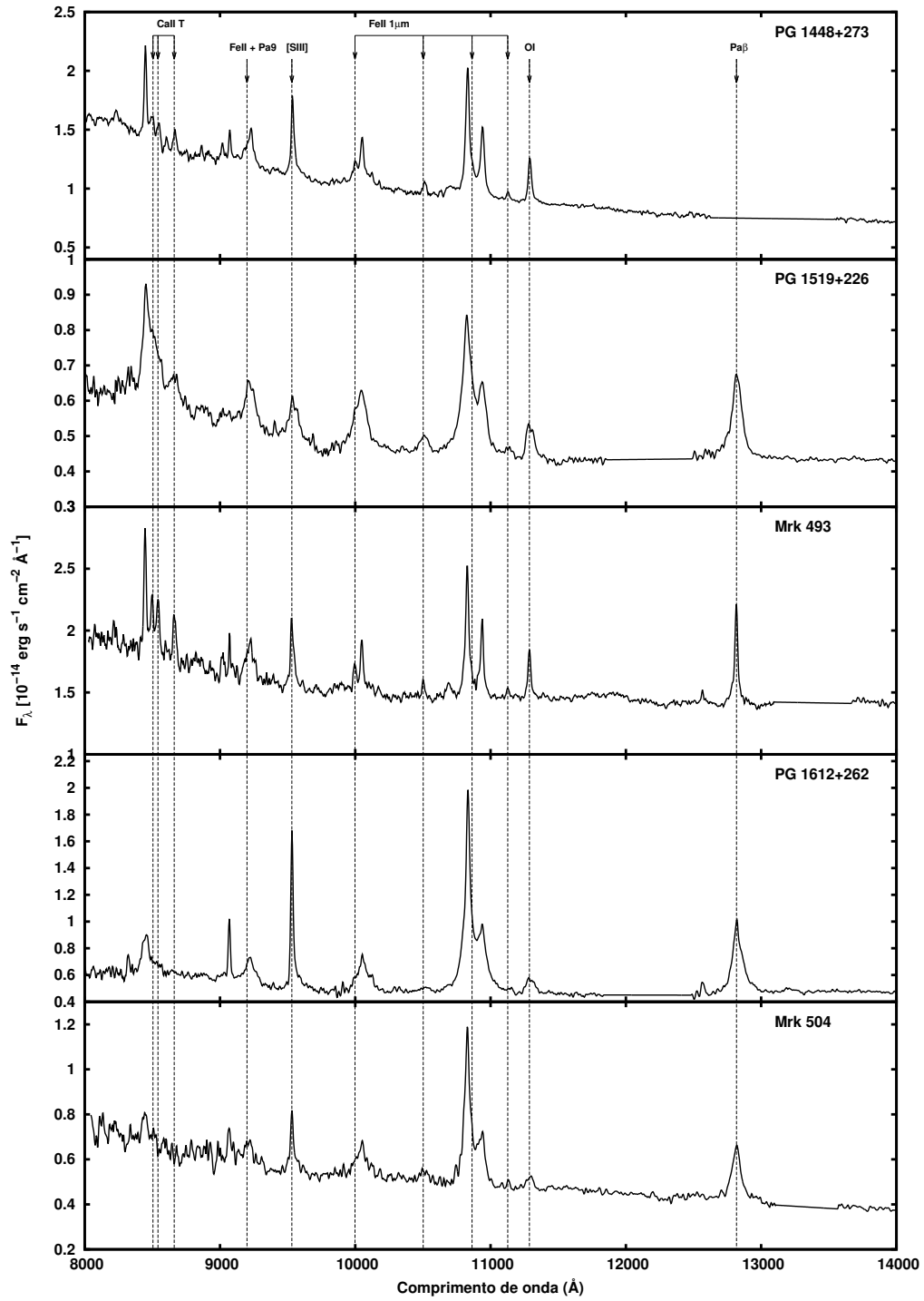


Figura 2.4: Continuação da figura 2.1.

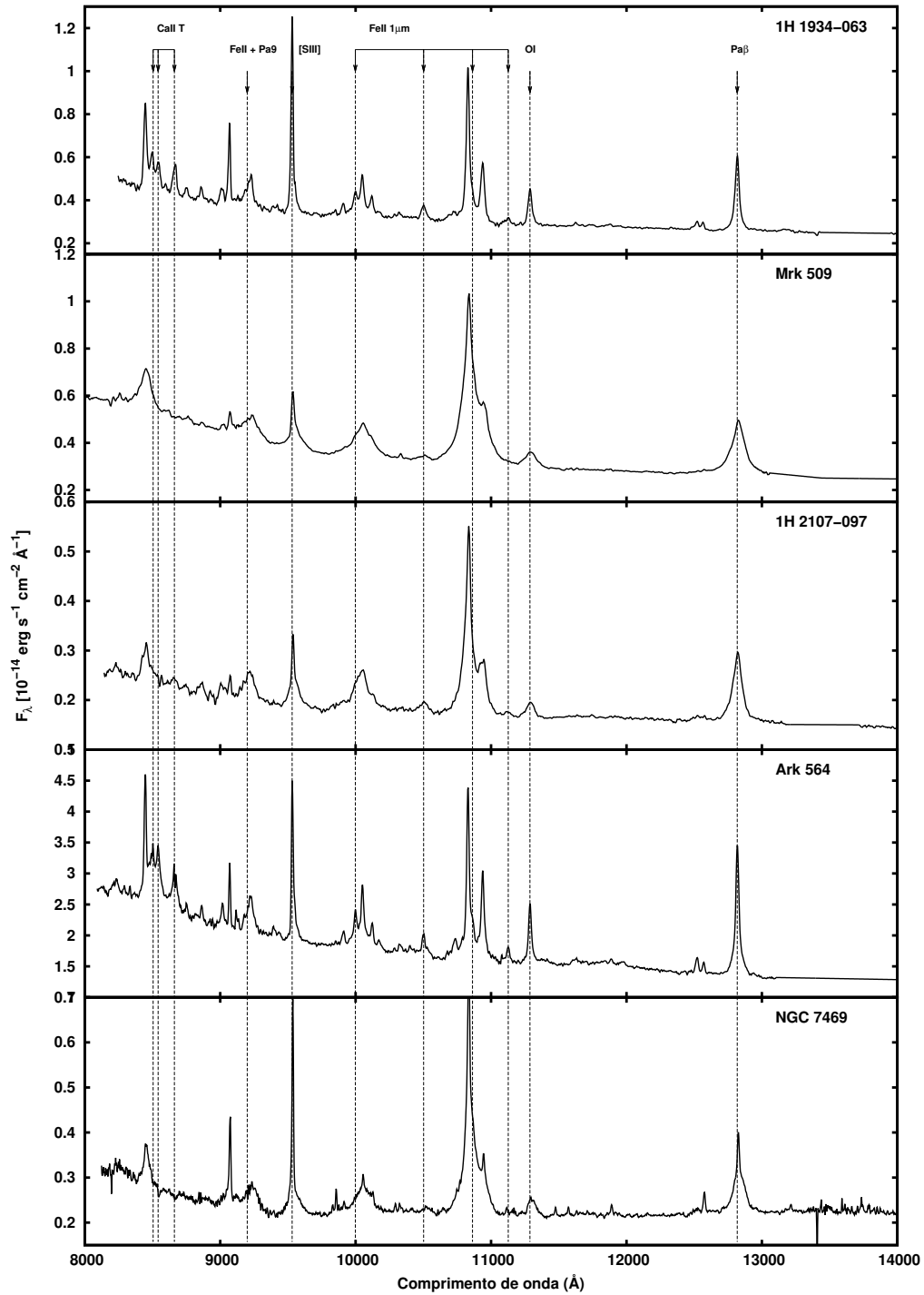


Figura 2.5: Continuação da figura 2.1.

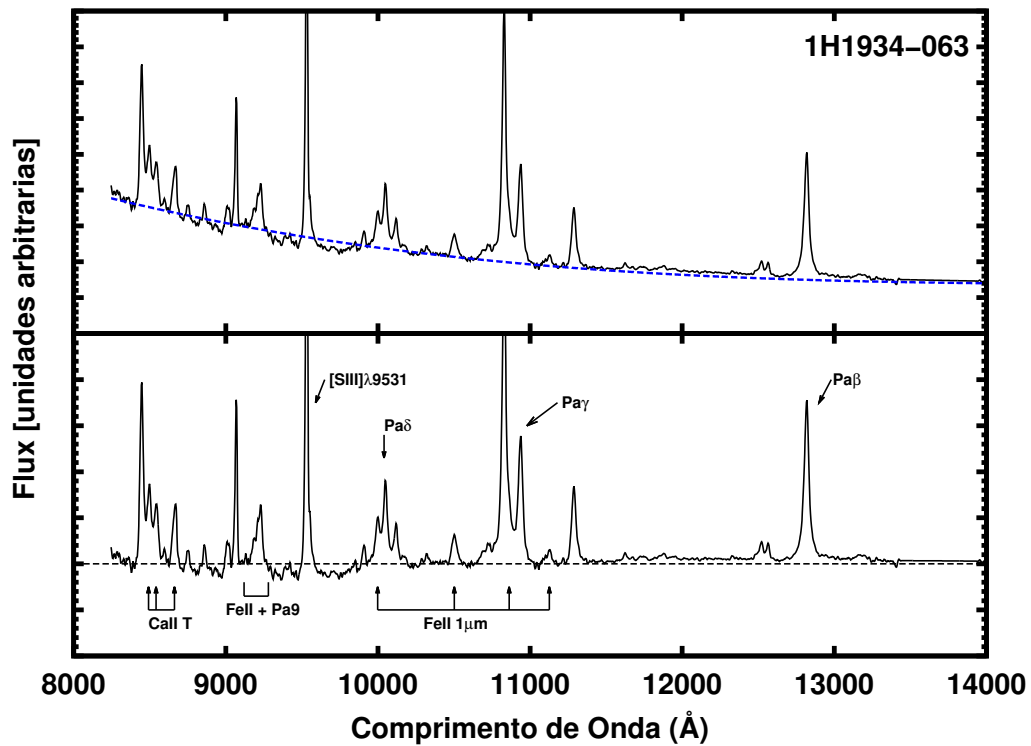


Figura 2.6: Exemplo de subtração do contínuo na NIR para 1H 1934-063. O painel superior mostra o espectro observado (linha preta) e o ajuste do contínuo obtido (linha azul). O painel inferior mostra o espectro com o contínuo subtraído e as linhas mais relevantes a este trabalho.

2.2 Dados no óptico e ultravioleta

Ao longo desta dissertação ainda foram utilizados dados em duas outras regiões espectrais, óptico e ultravioleta. Para boa parte da amostra estes dados estão disponíveis em bancos de dados públicos ou foram observados previamente por Rodríguez-Ardila et al. (2000) (comunicação privada).

No óptico, a região de interesse é a do *bump* de Fe II centrado em $\lambda 4570$, assim como na linha de emissão de H β . Para isso foram utilizados dados de três fontes. A primeira foi o “*Sloan Digital Sky Survey*”³ (SDSS), que consiste de um *survey* cobrindo cerca de $\sim 35\%$ do céu utilizando um imageador e espectrógrafo multi-fibra em um telescópio de 2,5 metros, situado no *Apache Point Observatory*, no Novo México, Estados Unidos. Além do SDSS, a amostra conta com dados observados por Rodríguez-Ardila et al. (2000), entre os anos 1996 e 1999, utilizando o telescópio de 2,5 metros do *Complejo Astronomico El Leoncito* (CASLEO). Por fim, foram adicionados os dados ópticos dos AGNs Mrk 734, Mrk 478, PG 1126-041, observados por Boroson & Green (1992) com telescópio de 2,1 metros, situado no “*Kitt Peak National Observatory*” (KPNO). Todos estes dados estavam disponíveis, reduzidos e calibrados em fluxo. De maneira análoga ao procedimento realizado com os espectros da NIR, o contínuo foi subtraído através do ajuste de uma função *spline*. A figura 2.7 mostra um exemplo de subtração do contínuo na região do óptico para, I Zw 1. Na figura a linha azul representa o ajuste da função *spline* e as linhas mais relevantes a este trabalho são indicadas. A lista de espectros ópticos está apresentada na coluna 2 da tabela 2.3 e os espectros observados são apresentados nas figuras 2.8-2.11.

Para a região espectral do ultravioleta o interesse é na linha de C IV $\lambda 1550$. Para essa região espectral apenas 8 objetos da amostra possuem dados disponíveis em banco de dados públicos, com resolução espectral compatível com os dados da NIR e do óptico. Os dados utilizados foram observados, utilizando o telescópio espacial Hubble (HST, do inglês *Hubble space telescope*) de 2,4 metros, junto com os espectrógrafos *Faint Object Spectrograph* (FOS), *Cosmic Object Spectrograph* (COS) e *Space Telescope Imaging Spectrograph* (STIS). Assim como no óptico, esses dados estavam disponíveis, reduzidos e calibrados em fluxo. A exemplo do que foi realizado na NIR e no óptico, os espectros UV

³<http://www.sdss.org/>

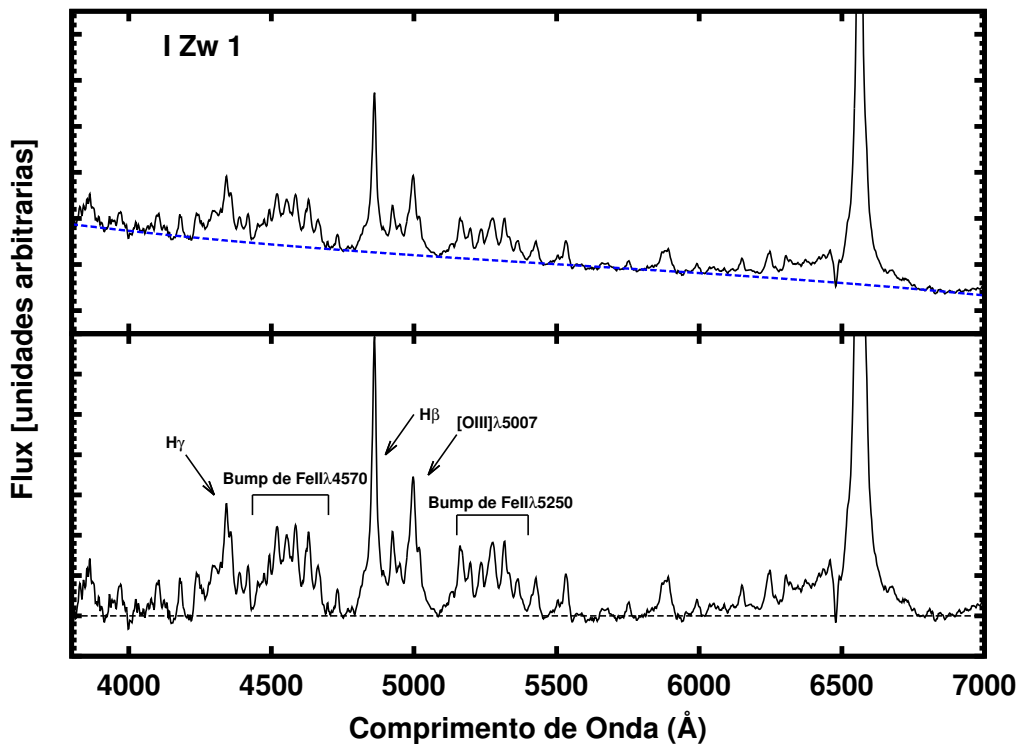


Figura 2.7: Exemplo de subtração do contínuo no óptico para I Zw 1. O painel superior mostra o espectro observado (linha preta) e o ajuste do contínuo obtido (linha azul). O painel inferior mostra o espectro com o contínuo subtraído e as linhas mais relevantes a este trabalho.

tiveram o contínuo subtraído por uma função *spline3*. A Figura 2.12 mostra um exemplo de subtração do contínuo para a região do UV para uma AGN da amostra, PG 1612+262. Na figura a linha azul representa o ajuste da função *spline* e a linha de C IV $\lambda 1550$ está indicada. A lista de objetos com espectros UV é apresentada na coluna 3 da tabela 2.3 e os espectros observados são apresentados nas figuras 2.13 e 2.14.

A principal razão para a utilização de dados do óptico, é a medida da razão R_{4570} . Para boa parte da amostra esta quantidade estava disponível em trabalhos anteriores. Joly (1991) realizou um estudo estatístico entre a emissão de Fe II e luminosidade em rádio e com esse intuito, ela compilou valores de R_{4570} de diversos autores. No entanto, até 1992 as medidas da emissão de Fe II eram efetuadas considerando ajustes gaussianos para descrever o *bump* de $\lambda 4570$. O método desenvolvido por Boroson & Green (1992) apresenta uma grande vantagem em relação ao método do ajuste gaussiano, por isolar a emissão de Fe II e permitir uma medida muito mais precisa de seu fluxo. Uma vez que para

grande parte da nossa amostra os dados ópticos estavam disponíveis, preferimos realizar o ajuste e medida da intensidade da emissão de Fe II e H β , garantindo maior consistência para os valores encontrados.

Uma vez que os dados no óptico têm a função de fornecer quantidades a serem comparadas com as da NIR, uma questão a ser levantada é o fato dos dados serem observados em diferentes datas. É bem sabido que os AGNs apresentam variabilidade do contínuo e das linhas largas ao longo de todo o espectro (Peterson, 1997). É conveniente, então, analisar o efeito da variabilidade sobre as linhas de emissão de Fe II e H β . Poucos trabalhos examinam a variabilidade das linhas de Fe II no óptico (Giannuzzo & Stirpe, 1996; Doroshenko et al., 1999; Kollatschny et al., 2000; Wang et al., 2005; Shapovalova et al., 2012). O cenário geral que surge destes trabalho é que a emissão óptica de Fe II não responde as variações do contínuo (ao menos em longas escalas de tempo), com amplitudes de variabilidade desprezíveis quando comparadas à H β . A linha de H β , por outro lado, é bem conhecida por ser variável (Kaspi et al., 2000; Peterson et al, 2004; Peterson et al., 1998; Kollatschny et al., 2000). Kollatschny et al. (2006) estudaram a variabilidade da linhas de H β , usando de uma amostra de 45 AGNs. Eles constataram que a variação fracional (isto é, a variação máxima do fluxo em relação ao fluxo médio observado durante a campanha de monitoramento) atinge valores da ordem de 10%. Utilizando os valores apresentados no trabalho de Kollatschny et al. (2006) calculamos uma variação fracional média para H β de 11%. Este valor é da mesma ordem dos erros apresentados nas medidas dos capítulos 3 e 4. Conluímos, portanto que as variações de H β não interferem na nossa análise de maneira significativa. Portanto, fluxos de Fe II e H I no óptico e na NIR podem ser comparados sem precisar levar em consideração potenciais incertezas introduzidos pelo efeito de variabilidade.

Na região do UV, estamos interessados apenas no perfil da linha de C IV. Assim, os efeitos de variabilidade no fluxo não interferem nos resultados que serão apresentados nos capítulos seguintes.

Por fim, após todos estes procedimentos, ficamos com os espectros de toda a amostra (em todas as regiões espectrais mencionadas) reduzidos, calibrados em comprimento de onda e fluxo, corrigidos por *redshit* e extinção galáctica, e ainda subtraídos da emissão do contínuo. Estes espectros, agora, foram utilizados nas análises que realizamos e que serão

explicitadas nos capítulos seguintes.

Tabela 2.3: Objetos com dados ópticos e UV disponíveis e telescópios com o qual foram observados os espectros.

Nome	Espectro Óptico	Espectro UV
Mrk 335	Casleo	-
I Zw 1	Casleo	HST FOS
Ton S180	Casleo	HST STIS
Mrk 1044	Casleo	HST COS
Mrk 1239	Casleo	
Mrk 734	KPNO	-
PG 1126-041	-	-
H 1143-182	Casleo	-
NGC 4051	-	-
Mrk 766	-	-
NGC 4748	Casleo	-
Ton 156	SDSS	-
PG 1415+451	SDSS	HST FOS
Mrk 684	-	-
Mrk 478	KPNO	HST FOS
PG 1448+273	SDSS	-
PG 1519+226	SDSS	-
Mrk 493	SDSS	HST FOS
PG 1612+262	SDSS	HST FOS
Mrk 504	-	-
1H 1934-063	Casleo	-
Mrk 509	-	HST COS
1H 2107-097	Casleo	-
Ark 564	HST FOS ⁷	-
NGC 7469	Casleo	-

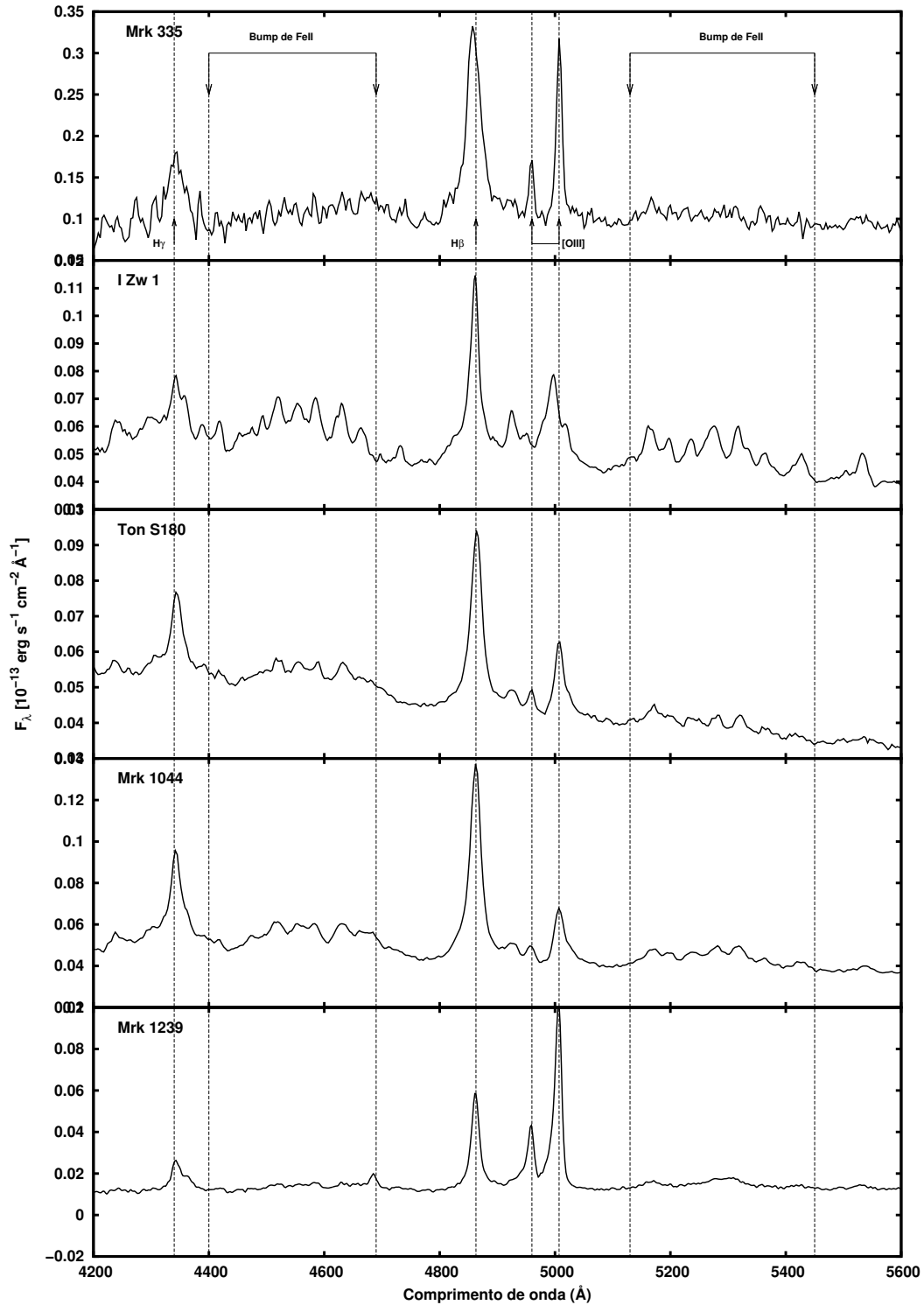


Figura 2.8: Espectroscopia óptica disponível para os objetos da amostra, já estão corrigidos por redshift.

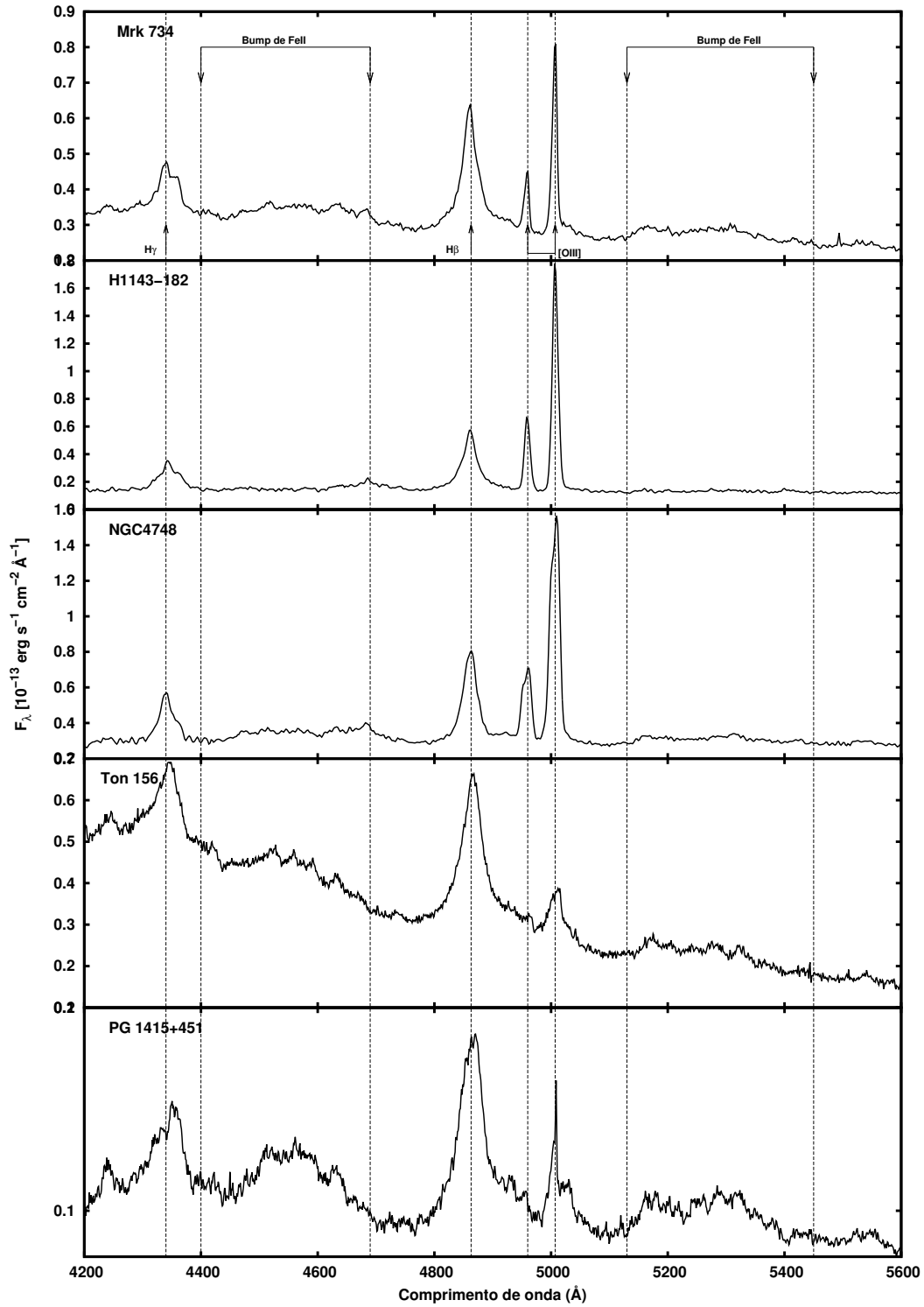


Figura 2.9: Continuação da figura 2.8.

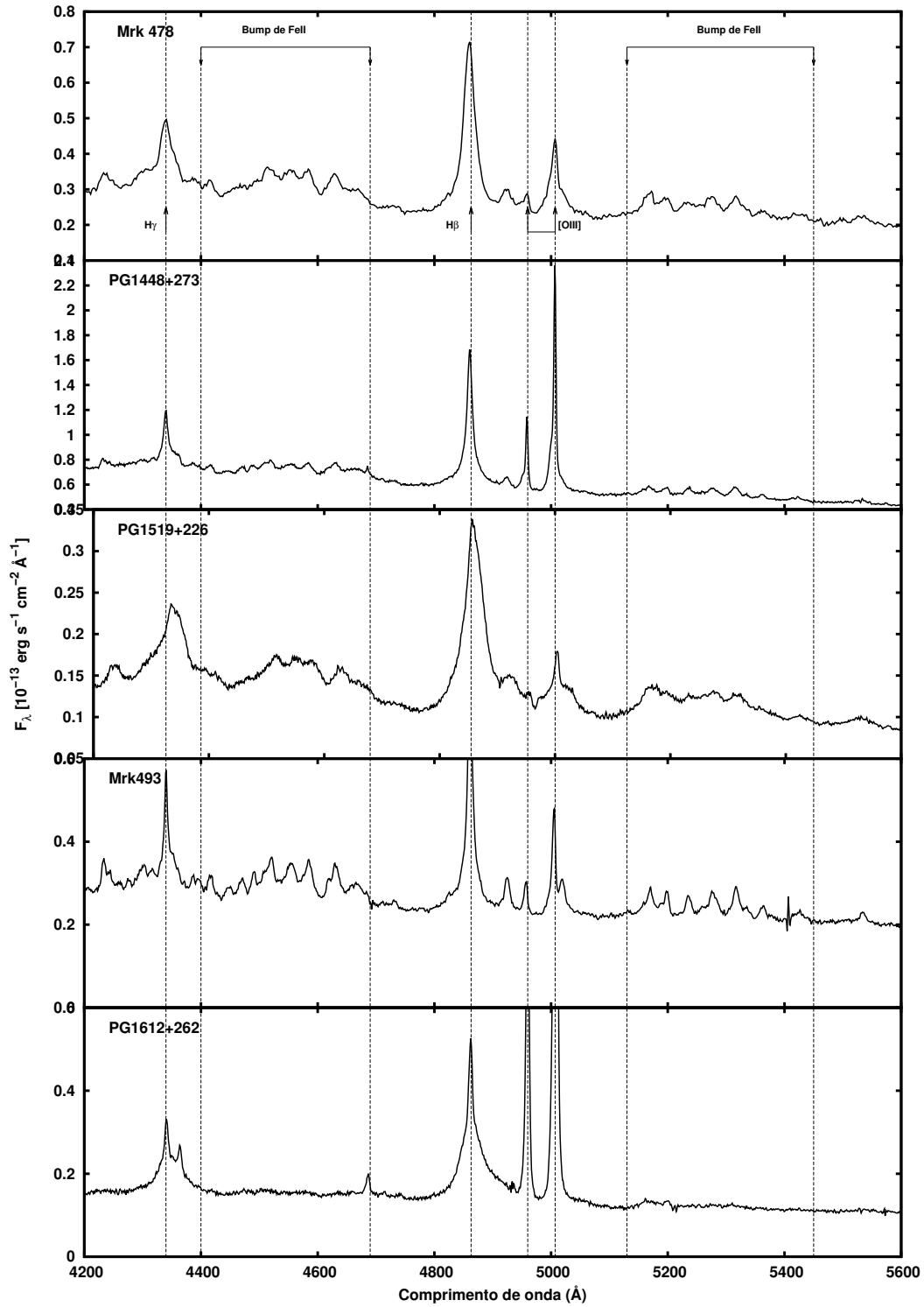


Figura 2.10: Continuação da figura 2.8..

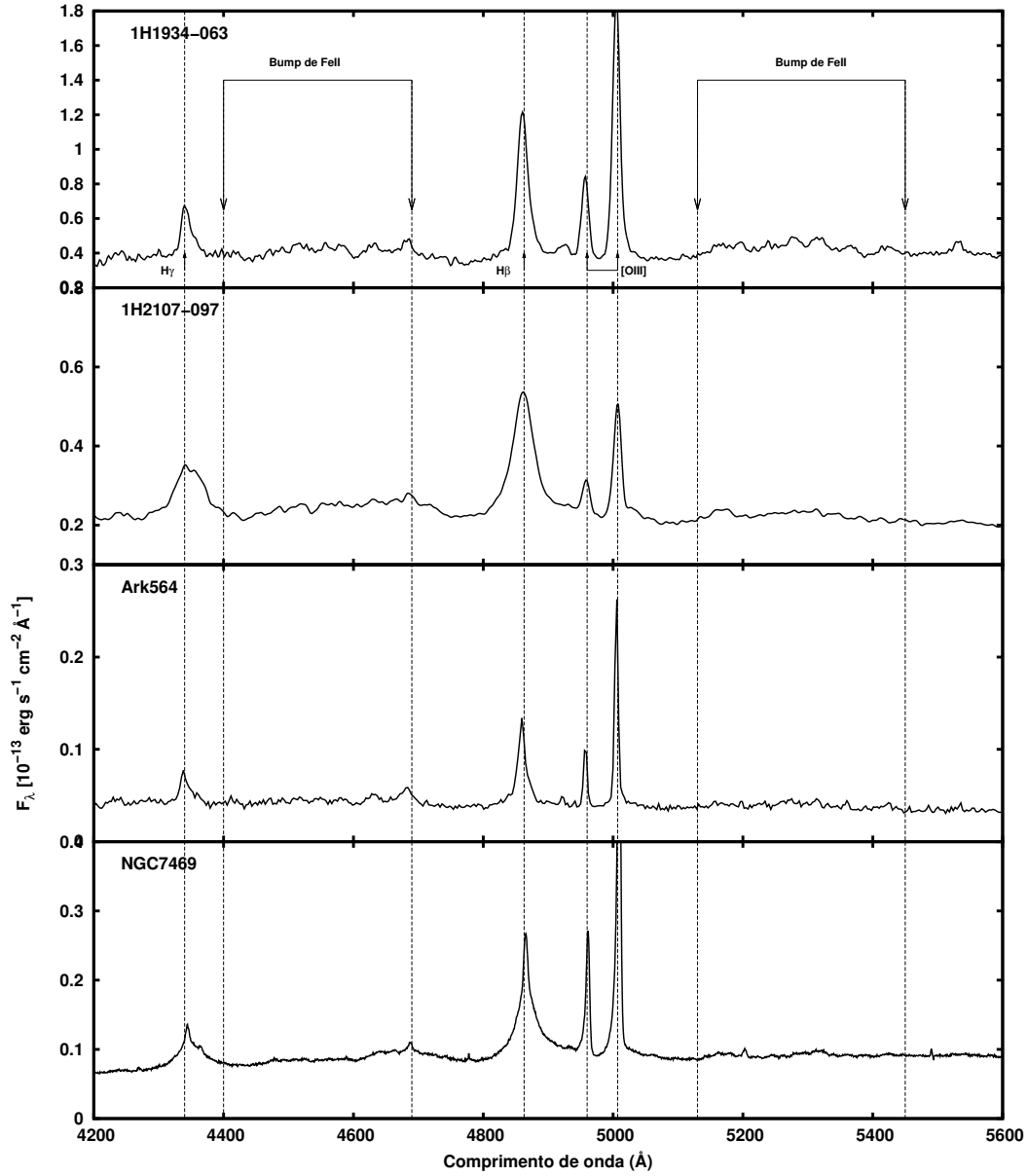


Figura 2.11: Continuação da figura 2.8.

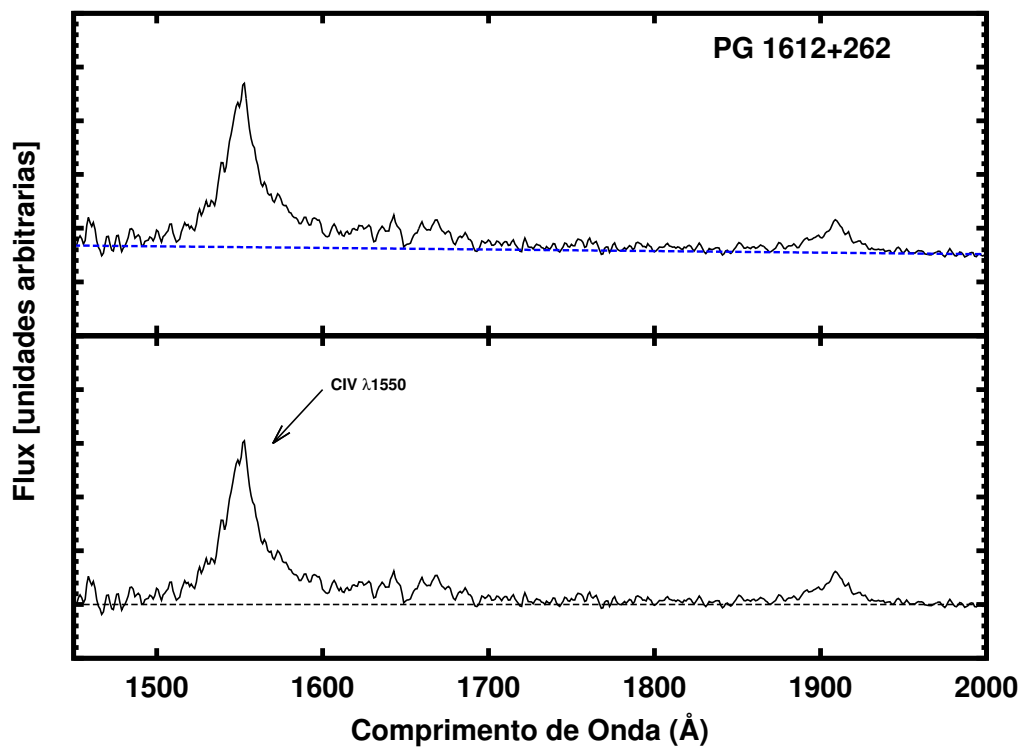


Figura 2.12: Exemplo de subtração do contínuo no UV para PG 1612+262. O painel superior mostra o espectro observado (linha preta) e o ajuste do contínuo obtido (linha azul). O painel inferior mostra o espectro com o contínuo subtraído e a linha de C IV $\lambda 1550$.

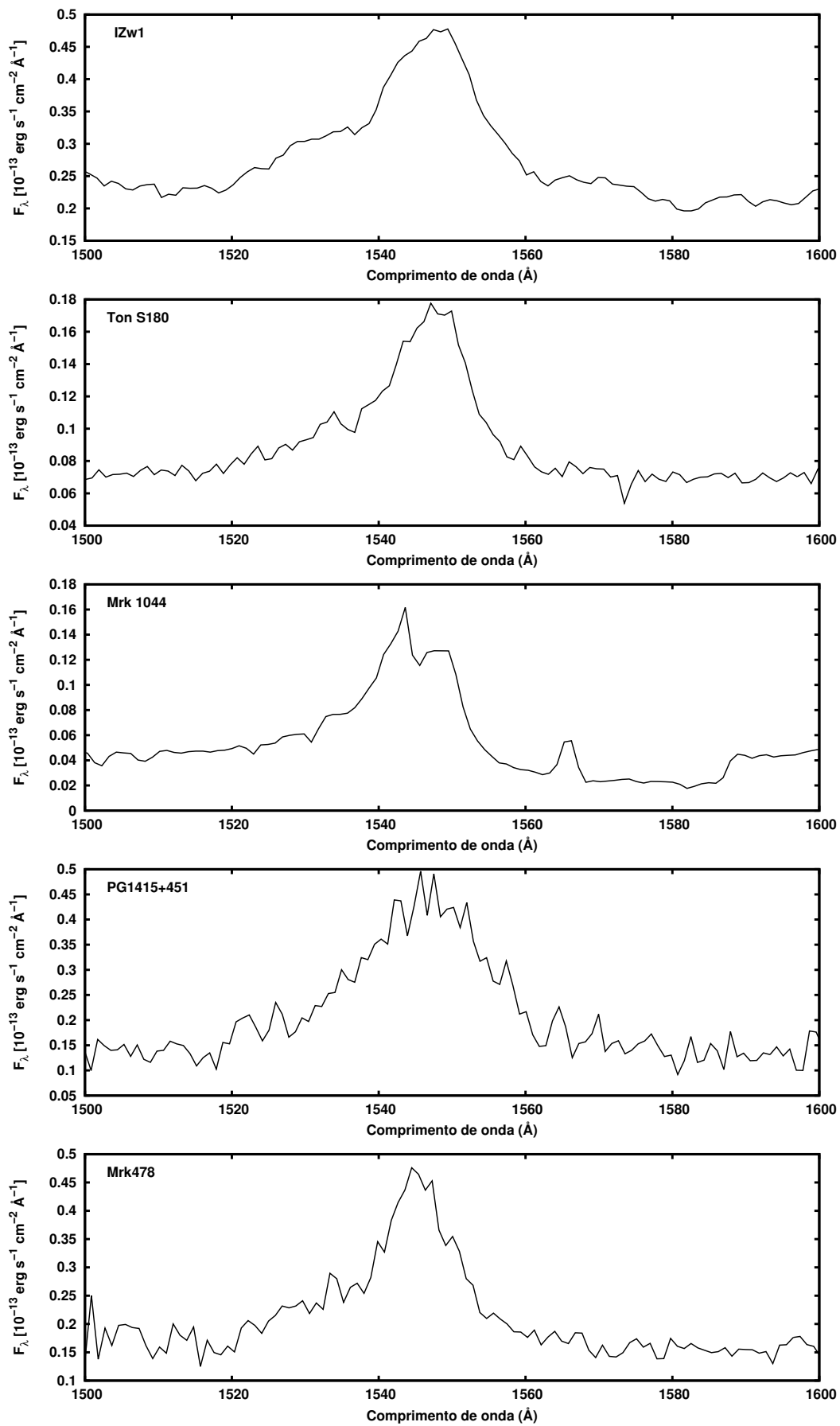


Figura 2.13: Espectros da amostra no UV.

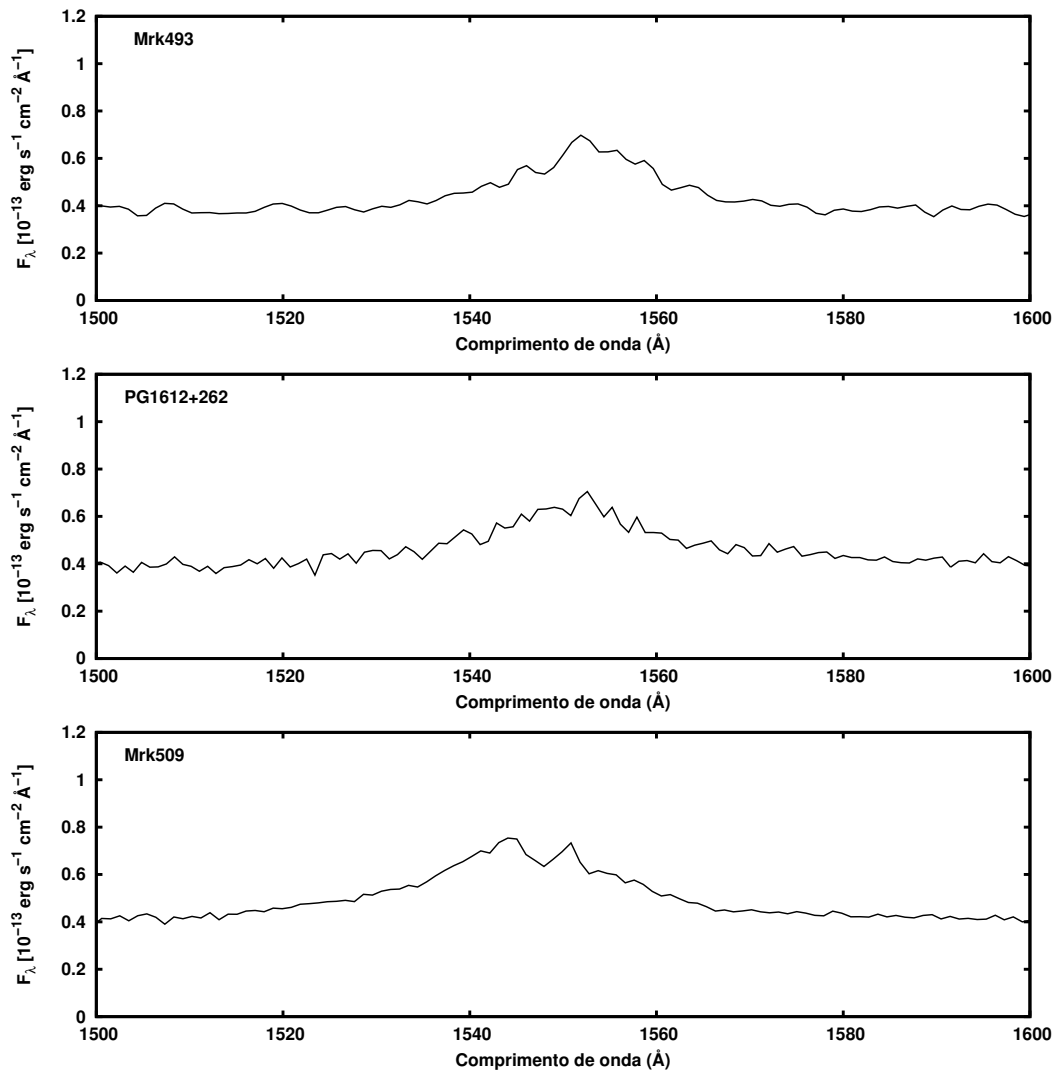


Figura 2.14: Continuação da figura 2.13

Capítulo 3

Mecanismos de excitação do Fe II na NIR

Neste capítulo iremos analisar a emissão do Fe II na NIR e as implicações que os resultados obtidos têm nos mecanismos de produção destas linhas. Devido à mistura dos multipletos de Fe II, essa emissão se torna difícil de ser estudada em outras regiões espectrais como no óptico e no UV. Neste sentido, a NIR oferece uma grande vantagem em relação as outras regiões espectrais. Linhas de Fe II permitidas como $\lambda 10502$ e $\lambda 11127$, são completamente isoladas, outras linhas como $\lambda 9998$ e $\lambda 10863$ são, pelo menos para NLS1, apenas levemente misturadas com as linhas de Hidrogênio e Hélio.

Para o estudo do Fe II, iremos utilizar a abordagem de *templates*, a qual procura modelar a emissão através de um espectro sintético deste íon, gerado de maneira empírica, semi-empírica ou teórica. Os *templates* vem sendo usados para estudar essa emissão há mais de vinte anos e têm se mostrado um método bastante robusto na análise da emissão de Fe II (Boroson & Green, 1992; Véron-Cetty et al., 2004; Veestergaard & Wilkes, 2001).

Nas seções seguintes iremos mostrar a eficácia do *template* de Fe II na NIR, desenvolvido por Garcia-Rissmann et al. (2012), tanto para a medida dessa emissão quanto para a subtração do pseudo-contínuo formado pelas várias linhas de Ferro, assim como as linhas mais intensas nesta região. Também faremos uso da técnica descrita por Boroson & Green (1992) para medirmos a emissão óptica de Fe II, a fim de comparar e analisar as propriedades físicas desta emissão, no visível e na NIR.

3.1 *Template* da emissão de Fe II no infravermelho

As linhas de emissão de Fe II $\lambda 9998$, $\lambda 10502$, $\lambda 10863$ e $\lambda 11127$, conhecidas por “linhas de $1 \mu\text{m}$ ”, foram detectadas pela primeira vez em AGNs por Rudy et al. (2000). Em seu trabalho, eles apresentaram observações espectrofotométricas no intervalo de $0,8\text{-}2,5 \mu\text{m}$ de IZw 1, o protótipo de NLS1 e conhecida por sua intensa emissão de Fe II, na região do óptico. O fato das quatro linhas de Fe II acima serem as mais intensas desse íon, é importante por pelo menos três razões: (i) as larguras medidas nas linhas de Fe II resolvidas podem ser usadas como vínculos para o ajuste de *templates* em outras regiões espectrais onde as linhas individuais de ferro não podem ser resolvidas (Landt et al., 2008). Isso permite uma subtração mais precisa do pseudo-contínuo desta emissão; (ii) os fluxos das linhas de $1 \mu\text{m}$ podem ser usados para estudar essa emissão, os mecanismos de excitação e testar modelos teóricos relativos à emissão de Fe II; (iii) os perfis das linhas de Fe II podem ser comparados com os de outros elementos, a fim de obter informações sobre a localização da região onde essa emissão é produzida.

Modelos teóricos que descrevem a emissão de Fe II na NIR são bem raros. Até 1998 os trabalhos publicados focaram em modelos que predizem a forma e intensidade da emissão de Fe II apenas nas regiões espectrais do óptico e do UV (Wills et al., 1985). Sigut & Pradhan (1998) deram um passo a frente, ao sugerir a fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ como um mecanismo de excitação relevante para a produção de linhas de Fe II no óptico. Eles mostraram em seu modelo que a presença deste mecanismo de excitação produziria, ainda, linhas de Fe II na região em torno de 9200 \AA . Essa predição foi confirmada observacionalmente em 2002 para uma amostra de 4 AGNs (Rodríguez-Ardila et al., 2002). Alguns anos depois os modelos foram aprimorados e incluíam outros mecanismos, tais como fluorescência do contínuo, excitação colisional, auto-fluorescência entre linhas de Fe II e excitação fluorescente de $\text{Ly}\alpha$ e $\text{Ly}\beta$ (Sigut & Pradhan, 2003; Sigut et al., 2004). O modelo atômico de Fe II utilizado por eles possui 827 níveis de estrutura fina (incluindo estados de $E \sim 15 \text{ eV}$). Este novo modelo era capaz de prever aproximadamente 23000 linhas emitidas desde o UV até a NIR. Landt et al. (2008) foram os primeiros a confrontar os modelos de Sigut & Pradhan (2003), com resultados observacionais. Eles encontraram para uma amostra de 23 AGNs de tipo 1, resultados consistentes com as predições de Sigut & Pradhan (2003)

exceto por algumas pequenas diferenças, como a linha de Fe II $\lambda 10502$ que parecia ter seu fluxo superestimado nos modelos.

Garcia-Rissmann et al. (2012) publicaram, pela primeira vez, um *template* da emissão de Fe II na NIR. Diferente do trabalho de Boroson & Green (1992), este *template* apresenta uma construção semi-empírica ao utilizar os modelos de Sigut & Pradhan (2003) e resultados observacionais de IZw 1. O *template* foi aplicado satisfatoriamente em outro AGN, Ark 564. No entanto, para uma abordagem mais robusta, é necessário verificar sua confiabilidade em uma amostra maior, garantindo que o *template* reproduz com sucesso a emissão de Fe II permitida na NIR. A figura 3.1 mostra o *template* de Garcia-Rissmann et al. (2012). No painel superior podem ser vistas as linhas de $1 \mu\text{m}$ e o *bump* em 9200\AA . Essas são, de fato, as características mais notáveis no intervalo $8000\text{--}11600\text{\AA}$. No painel inferior o *template* foi aumentado 25 vezes para dar destaque à floresta de Fe II, devido ao acúmulo de 1915 linhas neste intervalo.

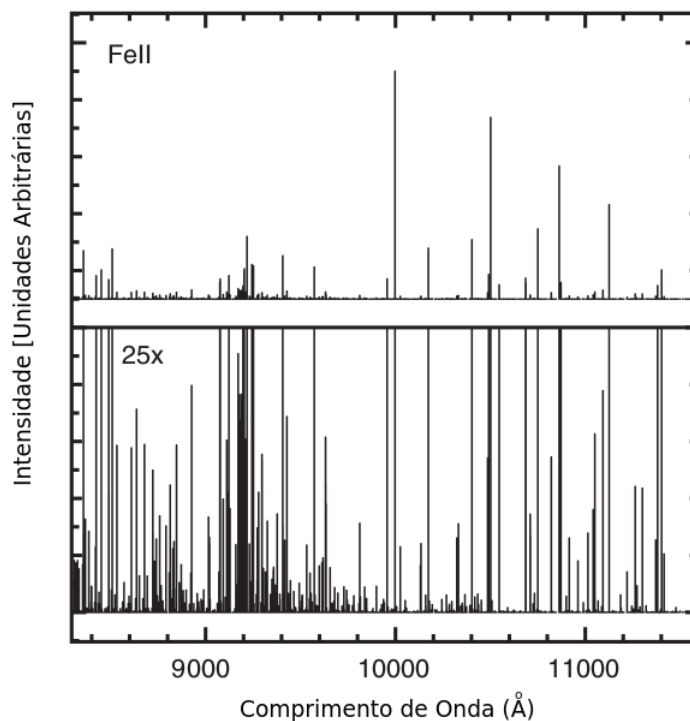


Figura 3.1: Quadro de cima: *Template* semi-empírico derivado do modelo melhor ajustado ao espectro de IZw 1. Quadro de baixo: Imagem aumentada em 25 vezes do *template* mostrando a presença de numerosas linhas de Fe II, principalmente para $\lambda \leq 1 \mu\text{m}$. Imagem retirada de Garcia-Rissmann et al. (2012).

Para poder aplicar o *template* da figura 3.1 aos dados, é necessário convoluí-lo com uma

função que represente o perfil observado das linhas de Fe II nos espectros. As linhas de $1\ \mu\text{m}$ fornecem os parâmetros necessários para esta tarefa (fluxo, função que descreve o perfil e FWHM) e são as mais adequadas para esta medida pois não só são as mais intensas e com o melhor sinal/ruído desse íon mas também estão ou completamente isoladas ($\lambda 10502$ e $\lambda 11127$) ou levemente misturadas ($\lambda 9998$ e $\lambda 10863$) com as linhas adjacentes. Garcia-Rissmann et al. (2012) utilizaram a linha de $\lambda 11127$ como referência para convoluir o *template* para I Zw 1 e mostraram que os resultados eram igualmente consistentes com os erros encontrados se a linha de $\lambda 10502$ era utilizada. Neste trabalho, selecionamos a linha $\lambda 10502$ por apresentar melhor sinal/ruído na grande maioria dos espectros. Além disso, $\lambda 11127$ constantemente cai em regiões afetadas por absorções telúricas tornando sua medida menos confiável.

Para caracterizar o perfil de $\lambda 10502$ (largura, forma e intensidade) utilizamos o LINER, uma rotina de minimização de χ^2 que permite ajustar até um máximo de oito gaussianas ou lorentzianas ao perfil de uma linha. Os valores de FWHM e a forma da função que descreve o perfil servem de parâmetros iniciais para a convolução do *template*, que é depois escalonado, tendo como referência a intensidade do pico de Fe II $\lambda 10502$.

A fim de avaliar se os parâmetros encontrados para $\lambda 10502$ eram os mais adequados e de fato representavam um mínimo no resíduo, construímos uma rotina em python para gerar variações nos parâmetros de convolução do *template* tomando como referência os valores encontrados com o LINER. Primeiramente a rotina gera uma grade de N pequenas variações, de 0,5% para mais ou para menos, nos valores de FWHM medidos com o LINER. Isso faz com que as linhas do *template* alarguem ou estreitem buscando a largura ótima que representa o perfil das linhas de Fe II. Essas variações fazem com que o fluxo integrado da linha aumente (ou diminua) a cada valor, alterando o valor do pico da linhas. Em seguida, a rotina automaticamente escala o *template* com o pico da linha de 10502\AA do espectro observado. Com esses parâmetros estabelecidos são gerados os *templates* e então estes são subtraídos do espectro da AGN. Após a subtração a rotina compara o resíduo com as regiões laterais às linhas de $1\ \mu\text{m}$, determina uma média entre eles, e identifica qual dos parâmetros apresenta um menor rms. Esse procedimento é repetido para três tipos diferentes de função de ajuste: gaussiano, lorentziano e voigt.

A rotina descrita no parágrafo anterior foi aplicada à amostra e como esperado, os

valores encontrados que minimizam o resíduo da convolução estão muito próximos dos valores encontrados com o LINER, ficando dentro do erro das medidas obtidas com este último. O resultado dos valores de fluxo, largura e forma do perfil encontrado para cada galáxia são apresentados nas colunas 2, 3 e 4, respectivamente, da tabela 3.1. Com os valores medidos, o *template* foi convoluído pela função descrita na coluna 4 da tabela 3.1 e depois escalonado tendo como referência a intensidade do pico de Fe II $\lambda 10502$. Os valores dos resíduos encontrados são apresentados na coluna 5 da tabela 3.1.

Os resultados dos ajustes são apresentados nas figuras 3.2-3.5. Uma inspeção a estas últimas mostra claramente que o *template* reproduz adequadamente a emissão de Fe II, principalmente ao redor das linhas de $1 \mu\text{m}$. A única diferença é apenas um fator de escala entre os objetos. Isso significa que a razão das linhas de $1 \mu\text{m}$ permanece constante de objeto para objeto em toda a amostra, sugerindo um mecanismo de excitação comum para estas linhas. Utilizando a rotina LINER, podemos também obter o fluxo integrado das linhas de Fe II nesta região. A importância desta medida será discutida na seção 3.3. Os resultados são mostrados nas colunas 2 a 5 da tabela 3.2. Todos os valores listados foram obtidos a partir do *template* exceto pelo fluxo da linha de Pa β (ou Pa α) que foi medido a partir de um ajuste gaussiano direto no espectro observado (mais detalhes no capítulo 4). Os valores do fluxo da componente larga de Pa β foram adicionados a esta tabela a fim de calcular o valor da razão entre as linhas de $1 \mu\text{m}$ e esta linha. Definimos esta razão como $R_{1\mu\text{m}}$.

Tabela 3.1: Parâmetros do perfil da linha de Fe II λ 10502 usados para convolução do *template*.

Nome	Fluxo ¹	FWHM ²	Perfil	rms ³
Mrk 335	14,4 \pm 0,9	1230 \pm 74	Gaussiano	1,60
I Zw 1	39,8 \pm 1,6	890 \pm 36	Lorentziano	2,60
Ton S180	2,8 \pm 0,1	1030 \pm 52	Gaussiano	0,29
Mrk 1044	9,7 \pm 0,6	1310 \pm 79	Gaussiano	0,55
Mrk 1239	29,1 \pm 1,7	1350 \pm 81	Gaussiano	2,70
Mrk 734	17,8 \pm 2,1	1600 \pm 192	Gaussiano	1,06
PG ,1126-041	25,0 \pm 2,3	2000 \pm 180	Gaussiano	1,87
H 1143-182	18,5 \pm 1,7	2170 \pm 195	Gaussiano	3,01
NGC 4051	20,0 \pm 2,4	1430 \pm 172	Gaussiano	0,90
Mrk 766	21,2 \pm 2,5	1650 \pm 198	Gaussiano	2,20
NGC 4748	21,2 \pm 1,9	1800 \pm 162	Gaussiano	1,20
Ton 156	47,8 \pm 5,7	2050 \pm 246	Gaussiano	2,20
PG 1415+451	4,4 \pm 0,4	2140 \pm 171	Gaussiano	0,48
Mrk 684	43,5 \pm 2,6	1430 \pm 86	Gaussiano	4,19
Mrk 478	50,7 \pm 3,0	1400 \pm 84	Gaussiano	2,30
PG 1448+273	10,9 \pm 0,5	950 \pm 48	Gaussiano	0,68
PG 1519+226	4,4 \pm 0,4	2280 \pm 182	Gaussiano	6,40
Mrk 493	16,2 \pm 0,6	800 \pm 32	Gaussiano	2,80
PG 1612+262	3,7 \pm 0,3	1770 \pm 124	Gaussiano	0,56
Mrk 504	6,0 \pm 0,4	1630 \pm 114	Gaussiano	0,69
1H 1934-063	16,7 \pm 1,5	1200 \pm 108	Gaussiano	1,70
Mrk 509	42,4 \pm 3,4	2220 \pm 178	Gaussiano	1,80
1H, 2107-097	29,9 \pm 1,8	1800 \pm 108	Gaussiano	0,89
Ark 564	17,9 \pm 0,9	800 \pm 40	Lorentziano	2,20
NGC 7469	24,3 \pm 1,7	1860 \pm 130	Gaussiano	1,17

¹ Em unidades de 10^{-15} ergs s⁻¹ cm⁻²

² FWHM em km s⁻¹

³ Em unidades de 10^{-17} ergs s⁻¹ cm⁻²

Tabela 3.2: Fluxo das linhas de $1\ \mu\text{m}$ medido com o *template*.

Nome	Fe II ¹				Pa β ¹	R _{1μm}
	$\lambda 9998$	$\lambda 10502$	$\lambda 10863$	$\lambda 11127$		
Mrk 335	14,8 \pm 0,6	13,9 \pm 0,6	10,1 \pm 0,4	6,8 \pm 0,3	87,1 \pm 5,2	0,52 \pm 0,07
I Zw 1	30,4 \pm 1,2	29,4 \pm 1,2	21,9 \pm 0,9	14,2 \pm 0,6	52,9 \pm 2,1 ^a	1,81 \pm 0,08
Ton S180	2,5 \pm 0,1	2,4 \pm 0,1	1,8 \pm 0,1	1,2 \pm 0,1	14,6 \pm 0,7 ^a	0,54 \pm 0,07
Mrk 1044	8,5 \pm 0,3	8,0 \pm 0,3	5,8 \pm 0,2	4,0 \pm 0,2	24,2 \pm 1,4	1,08 \pm 0,07
Mrk 1239	29,7 \pm 1,2	28,1 \pm 1,1	20,2 \pm 0,8	13,7 \pm 0,5	135,6 \pm 8,1	0,68 \pm 0,07
Mrk 734	15,1 \pm 0,6	16,0 \pm 0,6	10,7 \pm 0,4	7,2 \pm 0,3	43,9 \pm 5,3 ^a	1,12 \pm 0,09
PG ,1126-041	14,5 \pm 0,6	14,0 \pm 0,6	10,0 \pm 0,4	7,0 \pm 0,3	78,4 \pm 7,1 ^a	0,58 \pm 0,06
H 1143-182	12,0 \pm 0,5	11,7 \pm 0,5	8,3 \pm 0,3	5,8 \pm 0,2	151,2 \pm 13,6	0,25 \pm 0,02
NGC 4051	20,0 \pm 0,8	18,8 \pm 0,8	13,6 \pm 0,5	9,4 \pm 0,4	65,1 \pm 7,8	0,95 \pm 0,11
Mrk 766	18,3 \pm 0,7	17,6 \pm 0,7	13,1 \pm 0,5	9,0 \pm 0,4	115,4 \pm 13,9	0,50 \pm 0,06
NGC 4748	18,0 \pm 0,7	17,6 \pm 0,7	12,7 \pm 0,5	8,8 \pm 0,4	62,9 \pm 5,7	0,91 \pm 0,07
Ton 156	33,9 \pm 1,4	30,1 \pm 1,2	25,0 \pm 1,0	17,3 \pm 0,7	144,6 \pm 17,4	0,74 \pm 0,06
PG 1415+451	4,5 \pm 0,2	4,7 \pm 0,2	3,2 \pm 0,1	2,2 \pm 0,1	10,5 \pm 0,8 ^a	1,39 \pm 0,07
Mrk 684	44,6 \pm 1,8	43,0 \pm 1,7	30,9 \pm 1,2	21,5 \pm 0,9	65,7 \pm 3,9 ^a	1,13 \pm 0,13
Mrk 478	51,7 \pm 2,1	51,6 \pm 2,1	38,7 \pm 1,5	26,6 \pm 1,1	74,7 \pm 4,5 ^a	1,26 \pm 0,14
PG 1448+273	10,1 \pm 0,4	9,9 \pm 0,4	7,2 \pm 0,3	4,9 \pm 0,2	40,8 \pm 2,0 ^a	0,79 \pm 0,07
PG 1519+226	3,7 \pm 0,1	3,5 \pm 0,1	2,6 \pm 0,1	1,8 \pm 0,1	20,1 \pm 1,6	0,58 \pm 0,06
Mrk 493	11,6 \pm 0,5	11,2 \pm 0,4	8,2 \pm 0,3	5,4 \pm 0,2	24,4 \pm 1,0 ^a	1,49 \pm 0,09
PG 1612+262	2,2 \pm 0,1	2,1 \pm 0,1	1,5 \pm 0,1	1,0 \pm 0,1	38,9 \pm 2,7 ^a	0,18 \pm 0,04
Mrk 504	5,3 \pm 0,2	5,4 \pm 0,2	3,9 \pm 0,2	2,6 \pm 0,1	12,5 \pm 0,9 ^a	0,49 \pm 0,35
1H 1934-063	17,6 \pm 0,7	16,9 \pm 0,7	12,2 \pm 0,5	8,4 \pm 0,3	62,8 \pm 5,7	0,88 \pm 0,06
Mrk 509	31,8 \pm 1,3	33,1 \pm 1,3	22,6 \pm 0,9	16,5 \pm 0,7	241,7 \pm 19,3 ^a	0,26 \pm 0,15
1H, 2107-097	24,0 \pm 1,0	23,6 \pm 0,9	16,7 \pm 0,7	11,7 \pm 0,5	116,1 \pm 7,0	0,65 \pm 0,08
Ark 564	11,6 \pm 0,5	11,3 \pm 0,5	8,3 \pm 0,3	5,6 \pm 0,2	56,9 \pm 2,8	0,65 \pm 0,01
NGC 7469	17,1 \pm 0,7	16,5 \pm 0,7	11,9 \pm 0,5	8,3 \pm 0,3	174,9 \pm 12,2	0,31 \pm 0,04

¹ Fluxo em $10^{-15}\ \text{ergs s}^{-1}\ \text{cm}^{-2}$

^a Valor de Pa α corrigido para Pa β

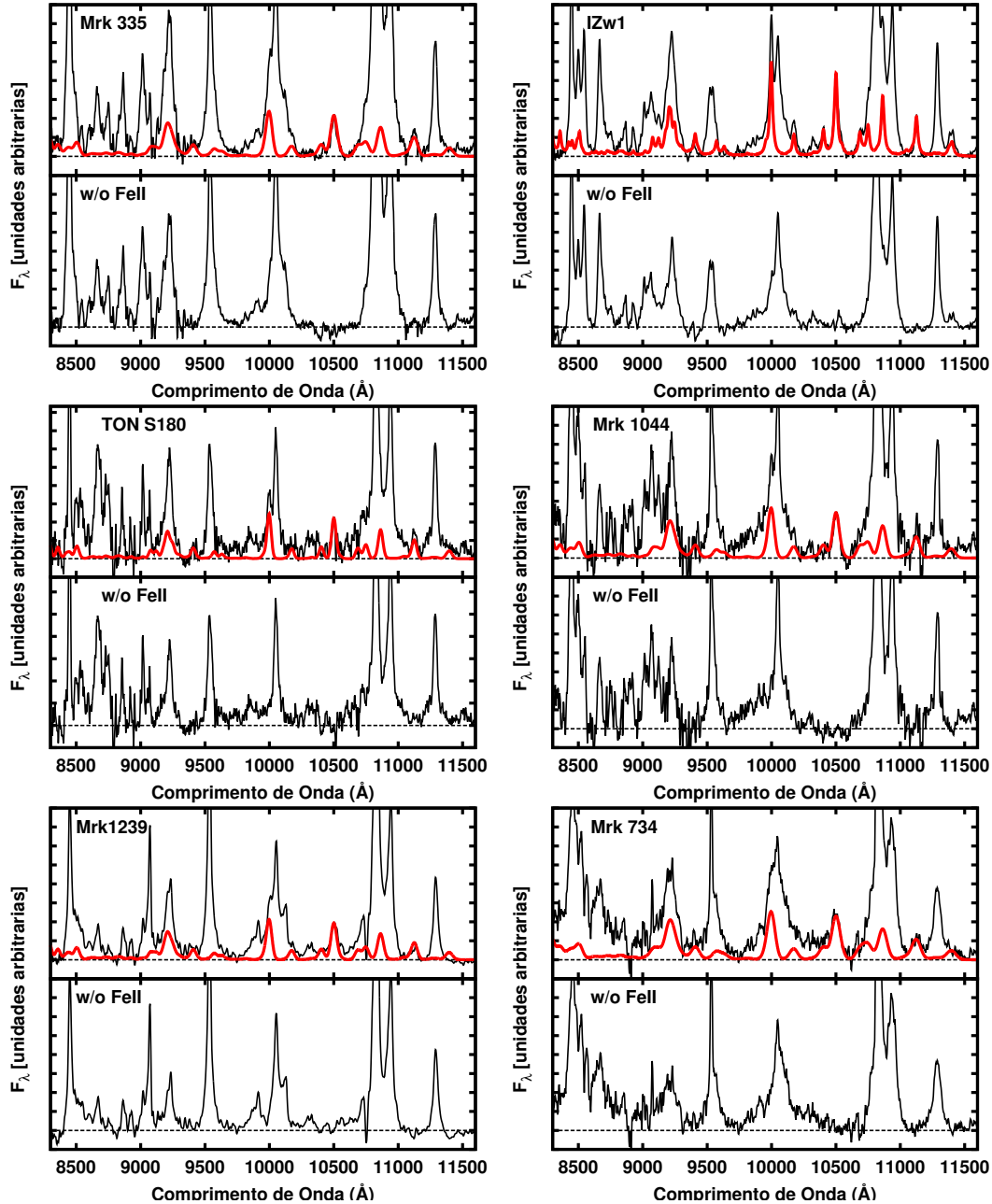


Figura 3.2: Ajuste do *template* de FeII na NIR aos espectros da amostra. Para cada objeto o quadro superior mostra o espectro observado (linha preta) e o *template* de FeII convoluído (linha vermelha). No quadro inferior encontra-se o mesmo espectro mas agora livre de FeII.

Apesar de reproduzir bem a emissão de Fe II permitida na NIR, o *template* apresenta algumas peculiaridades que devem ser levadas em consideração. Duas características residuais são aparentes após a subtração do *template*. A primeira é um excesso em emissão centrado em 11400Å observado no espectro de IZw 1 e que parece não estar presente no resto da amostra. Os modelos de Sigut & Pradhan (2003) subestimam a intensidade desta

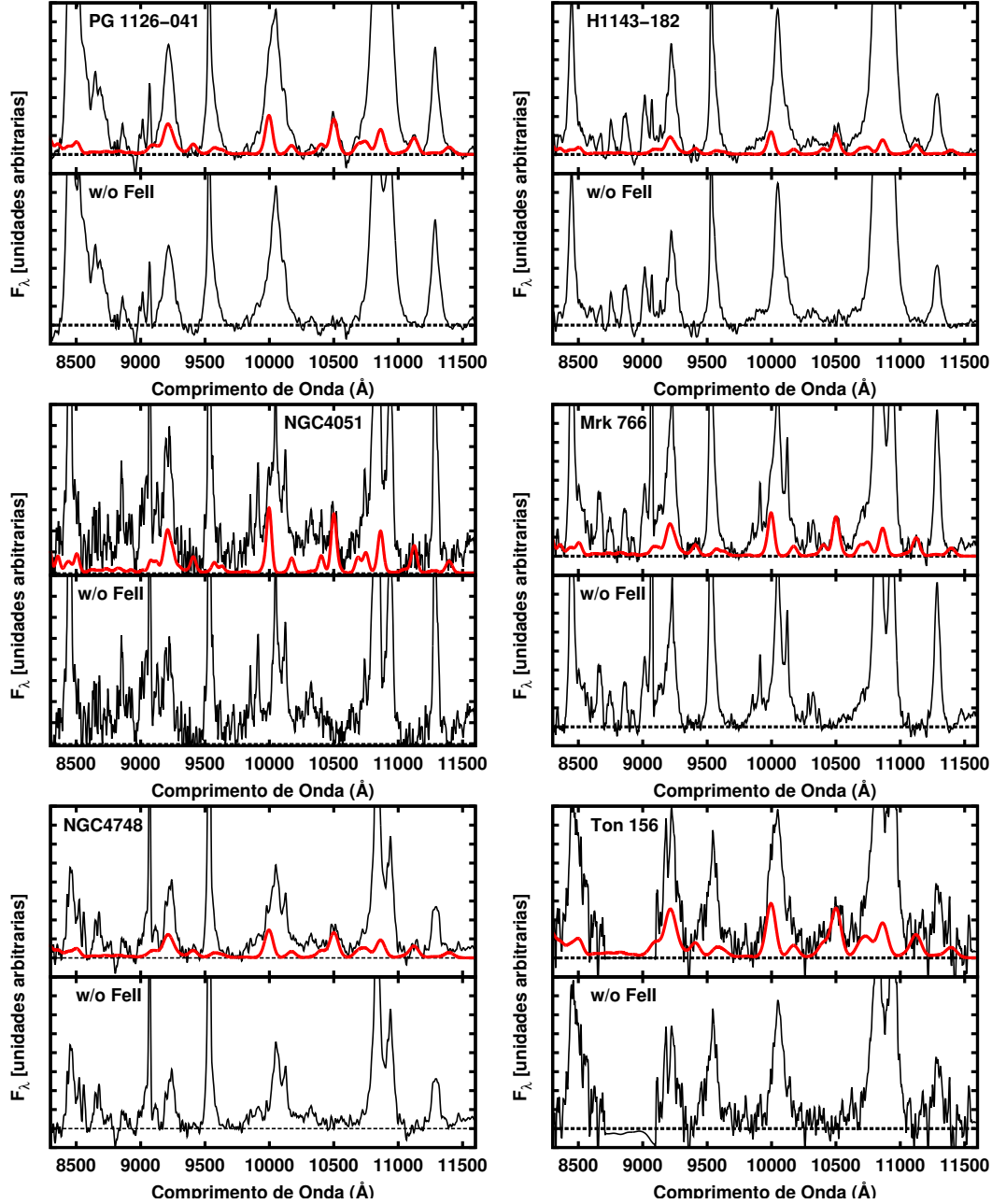


Figura 3.3: Continuação da figura 3.2

emissão, de modo que foi modificada manualmente no *template* por Garcia-Rissmann et al. (2012) para ajustar o espectro de IZw 1. A ausência deste excesso nas demais galáxias da amostra pode representar uma propriedade exclusiva de IZw 1 ou ainda estar relacionado com a intensidade da razão R_{4570} , uma vez que IZw 1 é um forte emissor de Fe II ($R_{4570} \sim 2,3$, veja a seção 3.2). Estudar a natureza deste excesso exigiria observações de uma amostra dominada por forte/ultra emissores de Fe II, o que está fora do escopo deste

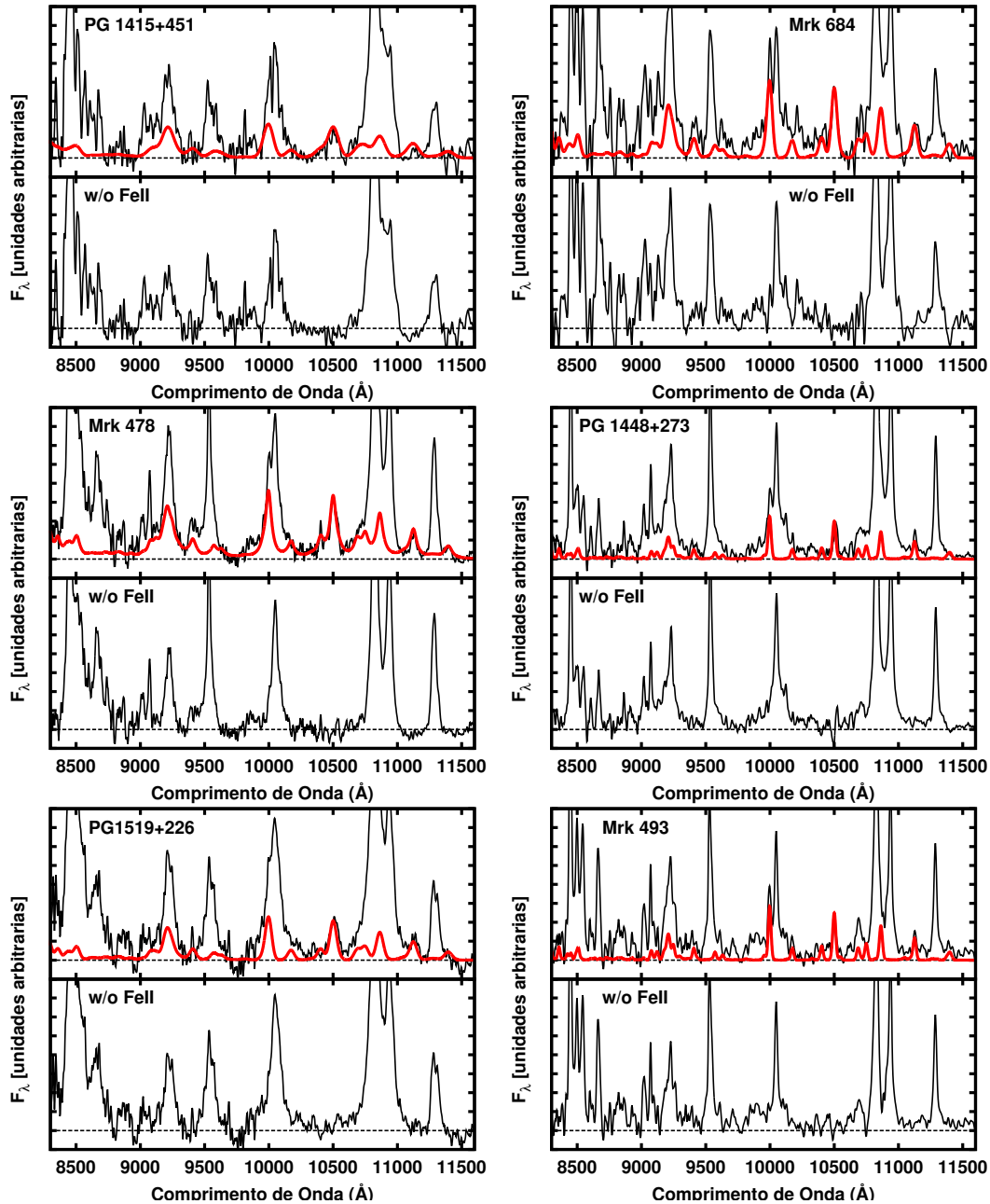


Figura 3.4: Continuação da figura 3.2

trabalho.

O segundo aspecto que deve ser considerado ao usar o *template* é o *bump* de Fe II em 9200Å. A fim de verificar se o *template* reproduziu a emissão nesta região com o mesmo rigor com que foram reproduzidas as linhas de 1 μm foi realizada uma medida do resíduo desta emissão. O *bump* de 9200Å é produzido pela mistura da linha de Hidrogênio (Pa9 λ 9205) e as linhas permitidas de Fe II. A emissão de Fe II desta região é produzida

exclusivamente pelo processo de fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ (Sigut & Pradhan, 1998). Após a subtração da emissão de Fe II em cada galáxia, o resíduo em 9200\AA deverá corresponder exclusivamente à emissão de Pa9 . Para testar esta hipótese, usamos o fato de que as intensidades das linhas de H I estão vinculadas entre si pelo decremento de Paschen, como por exemplo $\text{Pa}\beta/\text{Pa9} \simeq 4.8$ e $\text{Pa}\alpha/\text{Pa9} \simeq 7.8$ (Garcia-Rissmann et al., 2012). Assim, medimos o fluxo da emissão residual da região de $\lambda 9200$, com a intensão de compará-la com a emissão de $\text{Pa}\beta$. Neste procedimento foi empregado a rotina LINER. Os valores do fluxo integrado do excesso em $\lambda 9200$ foram medidos através do *template* e estão apresentados na coluna 2 da tabela 3.3. O fluxo de Pa9 foi medido a partir do resíduo deixado após a subtração do *template* de Fe II e é mostrado na coluna 3. O valor esperado para Pa9 mostrado na coluna 4 foi estimado a partir do fluxo da linha de $\text{Pa}\beta$ (ou $\text{Pa}\alpha$ quando a anterior não estava disponível). A partir deste valores foi possível determinar a quantidade total de Fe II no *bump* de $\lambda 9200$. Para isso subtraímos o valor esperado de Pa9 do valor medido no resíduo da subtração do *template* (este valor corresponde a emissão de Fe II que não foi corretamente computada pelo *template*) e somamos à esse valor a medida do fluxo obtida com o *template*. Este valor encontra-se na coluna 5 da tabela 3.3. Definimos a taxa R_{9200} (mostrada na coluna 6) como a razão entre a emissão total de Fe II em $\lambda 9200$ dividido por $\text{Pa}\beta$.

As colunas 3 e 4 da tabela 3.3 mostram, respectivamente, o valor medido e o esperado para a linha de emissão de Pa9 . Claramente todos os valores medidos após a subtração do *template* são maiores que os valores esperados para linhas de Pa9 . Isso significa que o excesso de Fe II centrado em $\lambda 9200$ e por consequencia a emissão predita pelo modelo de Sigut & Pradhan (2003), está subestimado. Esta discrepância é natural já que as linhas de Fe II em 9200\AA são produzidas exclusivamente pela fluorescência de $\text{Ly}\alpha$. Já as linhas de $1\ \mu\text{m}$, além desse mecanismo, são também produzidas por processos tais como a excitação colisional e fluorescência do contínuo. O fato de que as linhas de $1\ \mu\text{m}$ são bem reproduzidas em todos os casos confirma que o processo dominante mais provável na sua produção é a excitação colisional. Apesar disso é possível combinar o resultado da emissão do *template*, do valor medido para Pa9 , através do resíduo e do valor esperado de Pa9 , para determinar a quantidade total de Fe II $\lambda 9200$ (mostrado na coluna 5 na tabela 3.3). Esses valores serão melhor discutidos na seção 3.3.

Tabela 3.3: Cálculo da emissão integrada do fluxo em 9200Å.

Nome	<i>bump</i> de Fe II ¹ λ 9200	Fluxo Pa9 ²	Fluxo Esperado Pa9	Total ³ Fe II λ 9200	R ₉₂₀₀
Mrk 335	16,8 ± 0,7	45,8 ± 2,7	18,2 ± 1,1	44,4 ± 2,9	0,51 ± 0,03
I Zw 1	30,5 ± 1,2	57,3 ± 2,3	11,1 ± 0,4	76,7 ± 3,4	0,88 ± 0,04
Ton S180	2,6 ± 0,1	6,0 ± 0,3	3,1 ± 0,2	5,5 ± 0,3	1,00 ± 0,05
Mrk 1044	9,4 ± 0,4	8,8 ± 0,5	5,0 ± 0,3	13,1 ± 0,9	0,54 ± 0,03
Mrk 1239	30,9 ± 1,2	31,7 ± 1,9	28,3 ± 1,7	34,3 ± 2,3	0,25 ± 0,02
Mrk 734	16,0 ± 0,6	18,6 ± 2,2	9,2 ± 1,1	25,4 ± 3,3	0,35 ± 0,04
PG ,1126-041	15,5 ± 0,6	43,9 ± 3,9	16,5 ± 1,5	42,8 ± 4,2	0,33 ± 0,03
H 1143-182	12,7 ± 0,5	51,1 ± 4,6	31,5 ± 2,8	32,4 ± 3,2	0,21 ± 0,02
NGC 4051	22,7 ± 0,9	35,3 ± 4,2	13,6 ± 1,6	44,5 ± 5,9	0,68 ± 0,08
Mrk 766	21,3 ± 0,9	53,7 ± 6,4	24,0 ± 2,9	51,0 ± 6,7	0,44 ± 0,05
NGC 4748	20,4 ± 0,8	30,1 ± 2,7	13,1 ± 1,2	37,3 ± 3,7	0,59 ± 0,05
Ton 156	38,1 ± 1,5	33,1 ± 4,0	30,1 ± 3,6	41,0 ± 5,4	0,28 ± 0,03
PG 1415+451	5,7 ± 0,2	7,5 ± 0,6	2,2 ± 0,2	11,1 ± 1,0	0,64 ± 0,05
Mrk 684	50,8 ± 2,0	44,2 ± 2,6	13,8 ± 0,8	81,1 ± 5,4	0,75 ± 0,05
Mrk 478	50,5 ± 2,0	36,4 ± 2,2	15,7 ± 0,9	71,2 ± 4,7	0,58 ± 0,03
PG 1448+273	11,4 ± 0,5	20,1 ± 1,0	8,6 ± 0,4	22,9 ± 1,3	0,34 ± 0,02
PG 1519+226	4,2 ± 0,2	7,9 ± 0,6	4,2 ± 0,3	7,8 ± 0,7	0,39 ± 0,03
Mrk 493	13,0 ± 0,5	29,0 ± 1,2	5,1 ± 0,2	36,8 ± 1,6	0,92 ± 0,04
PG 1612+262	2,5 ± 0,1	12,0 ± 0,8	8,2 ± 0,6	6,3 ± 0,5	0,10 ± 0,01
Mrk 504	6,7 ± 0,3	0,0 ± 0,0	2,6 ± 0,2	4,0 ± 0,3	0,20 ± 0,01
1H 1934-063	19,4 ± 0,8	31,4 ± 2,8	13,1 ± 1,2	37,7 ± 3,7	0,60 ± 0,05
Mrk 509	39,2 ± 15,7	74,7 ± 6,0	50,8 ± 40,7	63,0 ± 55,5	0,16 ± 0,01
1H, 2107-097	26,1 ± 1,0	30,1 ± 1,8	24,2 ± 1,5	32,0 ± 2,1	0,28 ± 0,02
Ark 564	13,0 ± 0,5	14,3 ± 0,7	11,8 ± 0,6	15,4 ± 0,8	0,27 ± 0,01
NGC 7469	18,1 ± 0,7	44,7 ± 3,1	36,4 ± 2,6	26,3 ± 2,0	0,15 ± 0,01

Nota – Em unidades de 10^{-15} ergs s⁻¹ cm⁻².

¹ Medido integrando o *bump* de λ 9200 no *template*.

² Medido no espectro livre de Fe II.

³ O Fluxo total está dado pela operação das colunas: 1 + (2 – 3)

A fim de avaliar a emissão de Fe II na NIR de maneira alternativa, nós utilizamos o CLOUDY (Ferland et al., 1999). o CLOUDY é um código de fotoionização que a partir de um conjunto de parâmetros prediz a razão entre as linhas do espectro. Entre os mecanismos de excitação incluídos no código estão fluorescência do contínuo, excitação colisional, auto-fluorescência e fluorescência de Ly α . Além disso, o CLOUDY utiliza um átomo de ferro de até 371 níveis de estrutura-fina. Para verificar se era possível modelar a emissão de Fe II com este código foi utilizado a mesma grade de parâmetros dos modelos de Sigut & Pradhan (2003), a partir do qual o *template* de Garcia-Rissmann et al. (2012)

foi derivado. No entanto, os resultados obtidos com o CLOUDY apresentaram fortes inconsistências ao modelar a emissão do Fe II nos espectros observados. Por exemplo, as linhas de $1 \mu\text{m}$ tiveram as intensidades previstas sendo iguais pelo código, não importando quais dos conjuntos de parâmetros fossem utilizados. Este resultado é claramente diferente do que é observado nos espectros, onde a linha $\lambda 9998$ é, em média, duas vezes mais intensa que a linha $\lambda 11127$. Além disso, a razão entre o fluxo integrado das linhas de $1 \mu\text{m}$ e o fluxo $\text{Pa}\beta$ se mostraram superestimadas por um fator 2. Um dos motivos destas discrepâncias é devido ao número de níveis de energia considerado. Enquanto os modelos de Sigut & Pradhan (2003) utilizam um átomo de 827 níveis, o CLOUDY utiliza um átomo com aproximadamente metade das transições. Por esse motivo, estes resultados não foram considerados ao longo das discussões desta dissertação.

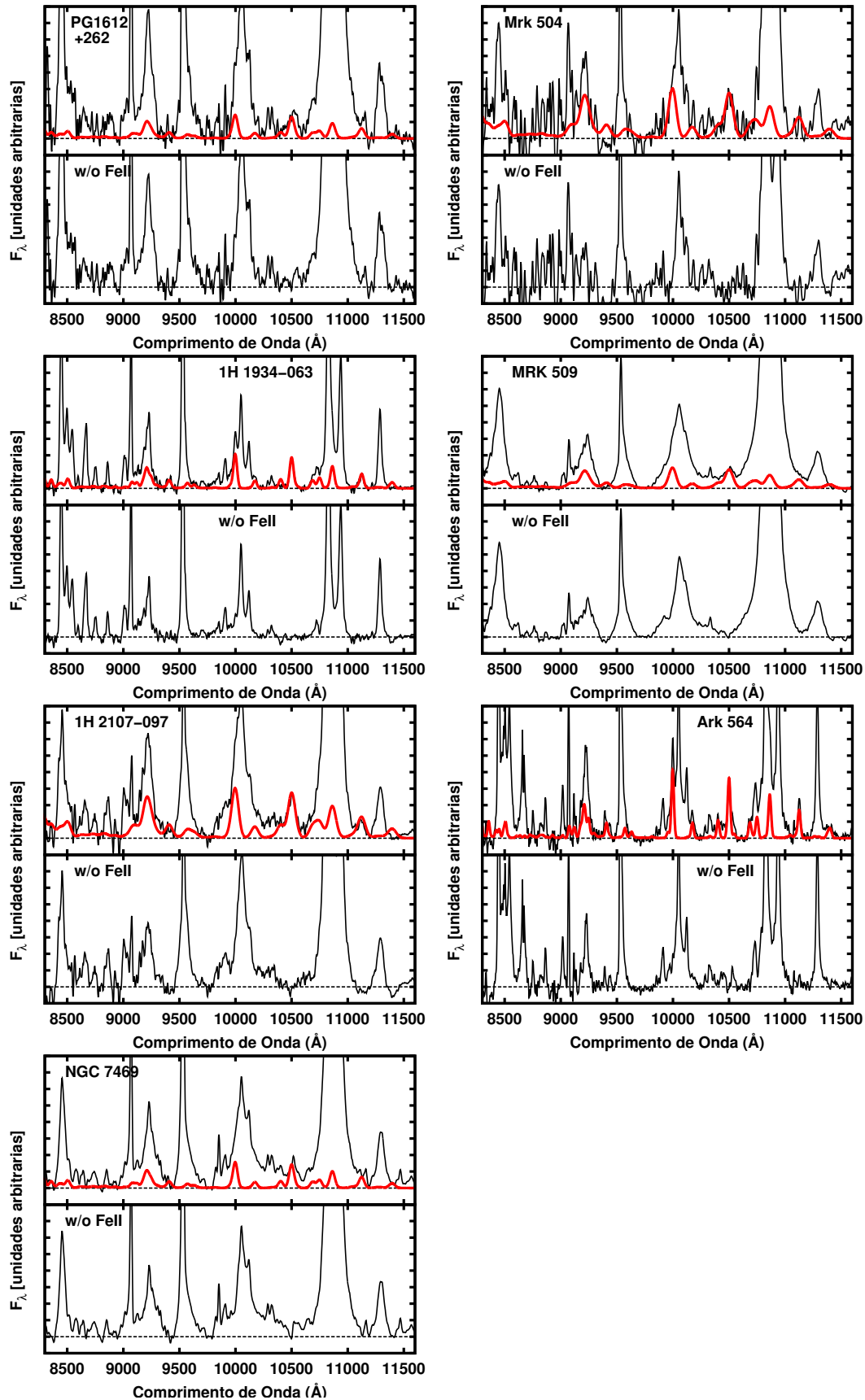


Figura 3.5: Continuação da figura 3.2

3.2 *Template* da emissão de Fe II no óptico

Nesta dissertação a medida da emissão de Fe II no visível se faz necessária para realizar uma comparação entre esta e a da NIR. No óptico, a emissão de Fe II tem sido vastamente estudada, tanto em análises estatísticas quanto individuais (Joly, 1991; Boroson & Green, 1992; Wang et al., 1996; Zhou et al., 2006; Hu et al., 2008; Kovačević et al., 2010). Nesta região, o contabilizador tradicional da intensidade da emissão de Fe II em AGNs caracteriza-se pela quantidade R_{4570} .

Até 1992, R_{4570} era determinada por um ajuste gaussiano no *bump* de Fe II e na linha de $H\beta$ (Osterbrock, 1977; Meyers & Peterson, 1985; Goodrich, 1989; Osterbrock & Pogge, 1985; Bergeron & Kunth, 1984). Contudo, este método apresenta uma incerteza sistemática devido a natureza e forma do *bump* de Fe II e da emissão multi-componente de $H\beta$.

Boroson & Green (1992) apresentaram o primeiro estudo sistemático de 52 AGNs de baixo redshift. Nesse trabalho foi verificado que a intensidade relativa das linhas de emissão de Fe II se mantinham constantes entre os AGNs. Isso permitiu derivar o primeiro *template* da emissão de Fe II no óptico, usando o espectro de I Zw 1. Boroson & Green (1992) conseguiram isolar a emissão de Fe II, removendo as linhas de emissão dos outros íons no espectro deste AGN (linhas de Balmer, linhas de [O III], [N II] $\lambda 5755$, mistura de NaID e He I $\lambda 5876$ e duas linhas proibidas de Fe II, $\lambda 5158$ e $\lambda 5273$). O *template* reproduziu com sucesso a emissão de Fe II nas 52 AGNs da amostra por eles estudada. Um segundo *template* da emissão de Fe II encontrado na literatura, foi apresentado por Véron-Cetty et al. (2004). Eles construíram um *template* sintético da emissão de Fe II no intervalo de $\lambda\lambda 3535-7530$, tendo como base o espectro de alta resolução de I Zw 1 e a partir do ajuste de gaussianas a cada uma das linhas de Fe II observadas nessa região espectral.

Realizamos testes na amostra utilizando os *templates* de Véron-Cetty et al. (2004) e o método de Boroson & Green (1992). Os resultados mostraram que os resíduos deixados pelo *template* de Véron-Cetty et al. (2004) eram mais altos do que quando se utilizava o método de Boroson & Green (1992). Por este motivo, escolhemos o método de Boroson & Green (1992) para obter o valor de R_{4570} . A figura 3.6 mostra o *template* de Fe II derivado. O *template* foi depois convoluído e normalizado por um fator de escala a partir do pico

mais intenso de Fe II ($\lambda 4523$), indentificado no *bump* centrado em $\lambda 4570$. As figuras 3.7-3.9 mostram o *template* convoluído na região de $\lambda 4570$ para cada AGN da amostra. Utilizando a rotina LINER (ver seção 3.1), medimos o fluxo integrado na região $\lambda\lambda 4434\text{--}4684$ e a intensidade da componente larga da linha de $H\beta$. Os resultados são apresentados na tabela 3.4.

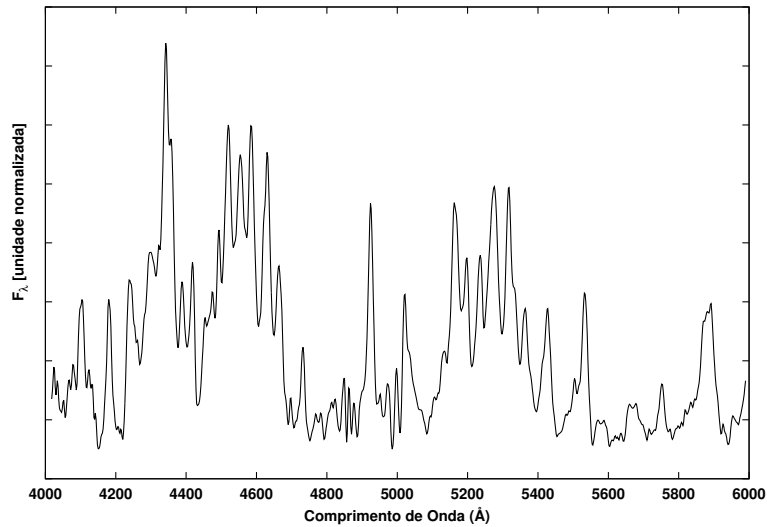


Figura 3.6: *Template* de Fe II na região do óptico derivado de I Zw 1.

Tabela 3.4: Fluxo medido de Fe II no óptico.

Nome	<i>bump</i> Fe II $\lambda 4570 \text{ \AA}$ ¹	Fluxo H β ²	R ₄₅₇₀
Mrk 335	87,5 \pm 6,6	11,8 \pm 0,9	0,74 \pm 0,11
IZw 1	32,0 \pm 1,6	1,4 \pm 0,1	2,32 \pm 0,11
Ton S180	19,7 \pm 1,2	2,0 \pm 0,1	1,01 \pm 0,14
Mrk 1044	30,7 \pm 2,3	2,6 \pm 0,2	1,16 \pm 0,11
Mrk 1239	33,5 \pm 2,5	2,5 \pm 0,2	1,33 \pm 0,20
Mrk 734	14,3 \pm 2,1	1,2 \pm 0,2	1,19 \pm 0,10
PG ,1126-041	-	-	-
H 1143-182	6,3 \pm 0,7	1,9 \pm 0,2	0,34 \pm 0,06
NGC 4051	-	-	-
Mrk 766	-	-	-
NGC 4748	15,0 \pm 1,7	1,7 \pm 0,2	0,90 \pm 0,12
Ton 156	3,2 \pm 0,5	0,4 \pm 0,1	0,86 \pm 0,18
PG 1415+451	8,2 \pm 0,8	0,6 \pm 0,1	1,47 \pm 0,15
Mrk 684	-	-	-
Mrk 478	16,1 \pm 1,2	1,3 \pm 0,1	1,24 \pm 0,08
PG 1448+273	13,2 \pm 0,8	1,1 \pm 0,1	1,22 \pm 0,12
PG 1519+226	8,5 \pm 0,9	1,1 \pm 0,1	0,76 \pm 0,16
Mrk 493	19,2 \pm 1,0	1,0 \pm 0,1	1,85 \pm 0,14
PG 1612+262	6,6 \pm 0,6	1,5 \pm 0,1	0,43 \pm 0,06
Mrk 504	-	-	-
1H 1934-063	37,9 \pm 4,3	2,7 \pm 0,3	1,38 \pm 0,08
Mrk 509	-	-	-
1H, 2107-097	15,7 \pm 1,2	1,5 \pm 0,1	1,07 \pm 0,10
Ark 564	-	-	-
NGC 7469	4,0 \pm 0,4	0,5 \pm 0,0	0,74 \pm 0,06

¹ Em unidades de $10^{-14} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ ² Em unidades de $10^{-13} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$

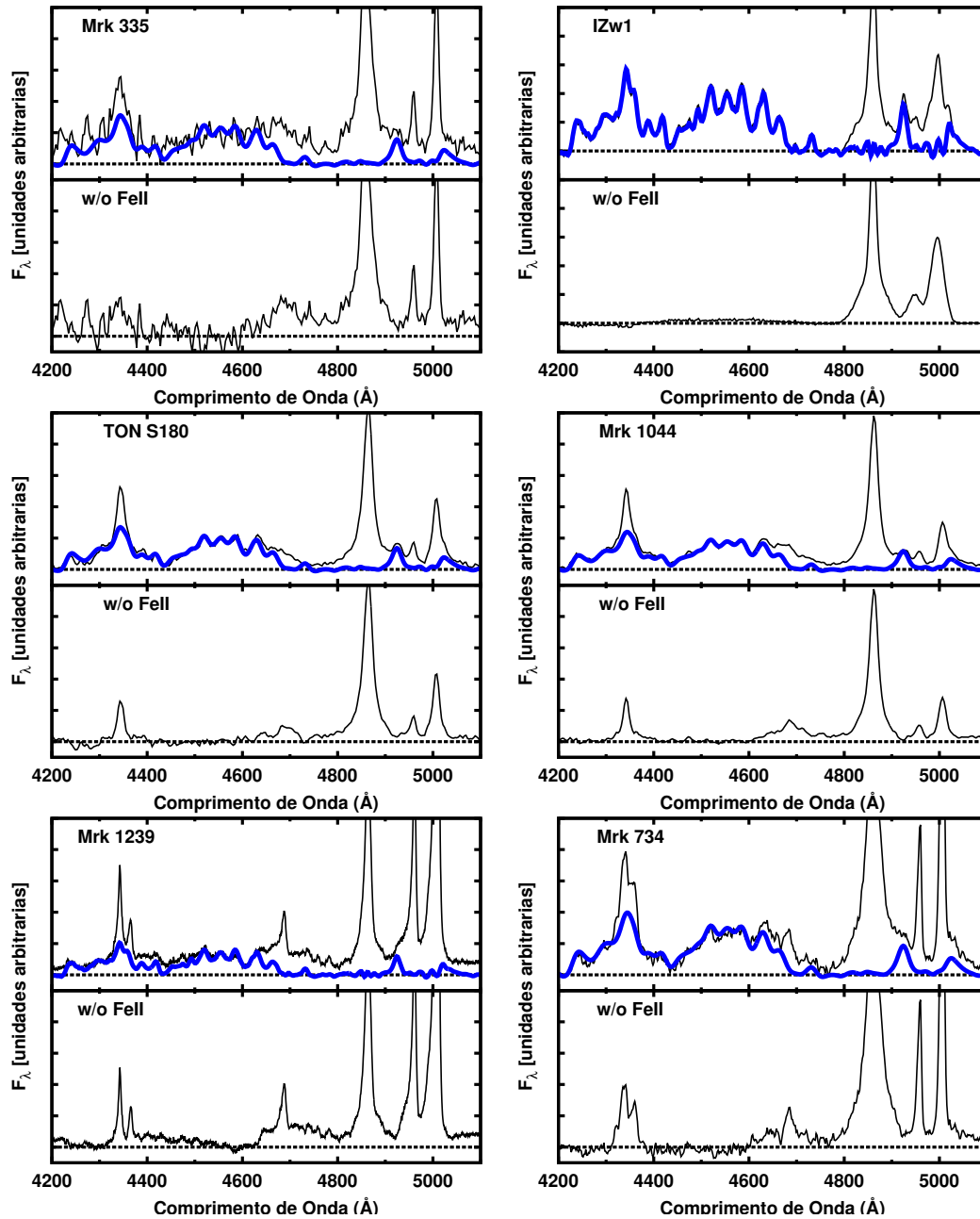


Figura 3.7: Ajuste do *template* de Fe II no óptico em cada uma das galáxias da amostra. Quadro superior: Espectro observado (linha preta) e *template* de Fe II óptico (linhas azul). Quadro inferior: espectro livre de Fe II.

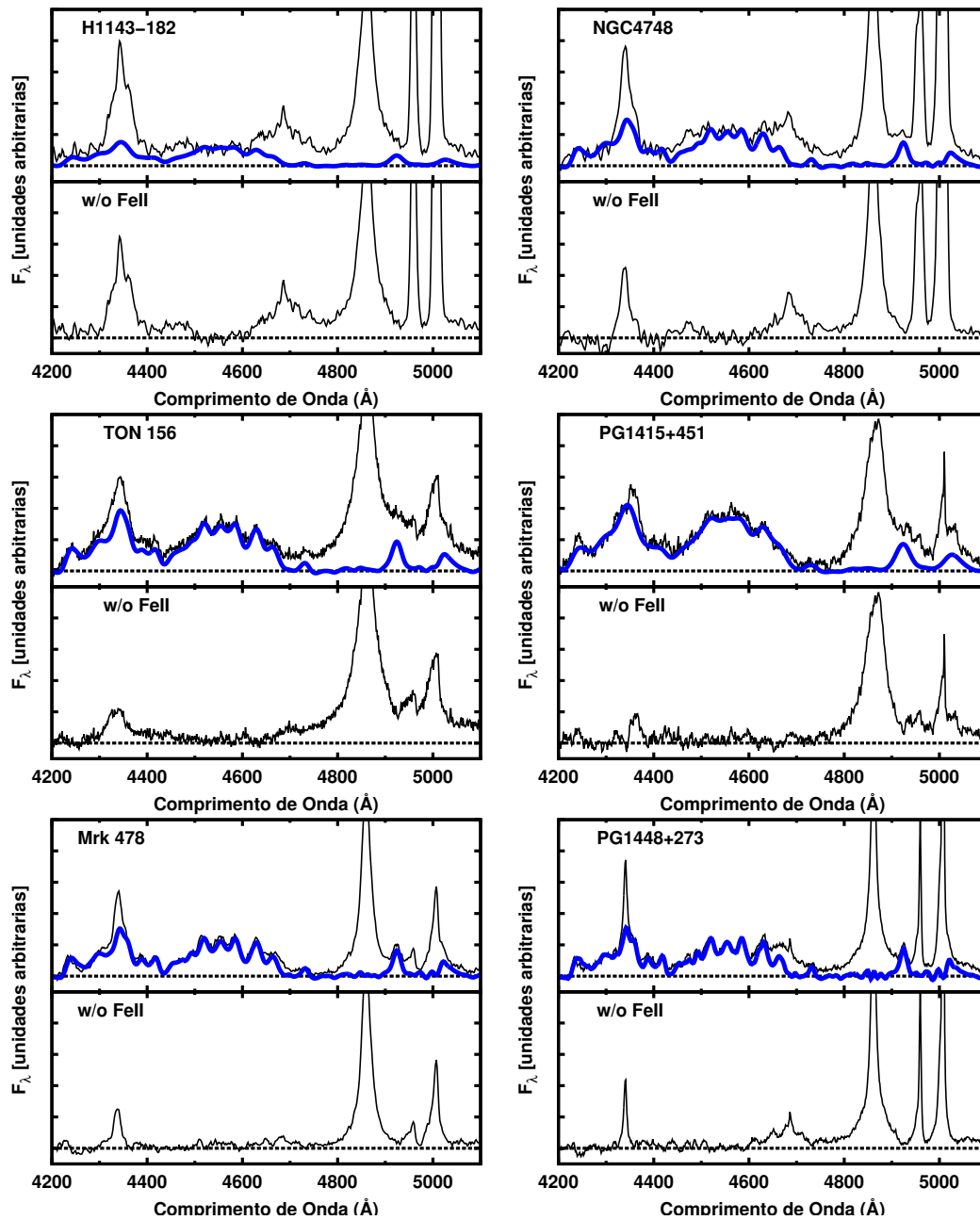


Figura 3.8: Continuação da figura 3.8.

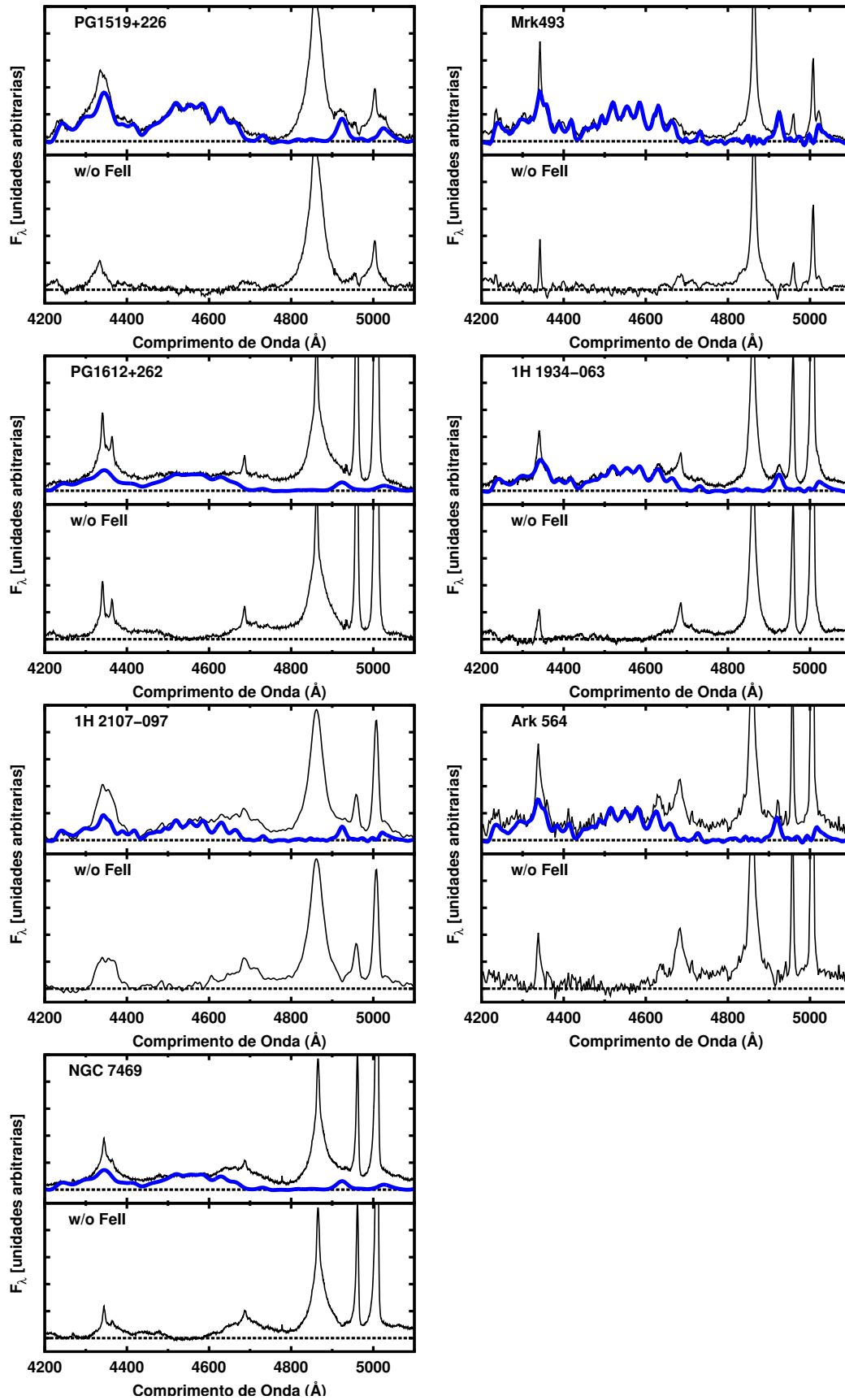


Figura 3.9: Continuação da figura 3.8.

3.3 Mecanismos de excitação do Fe II na NIR

A formação do espectro de Fe II em AGNs ainda é uma questão em aberto, sem consenso definitivo. Modelos de fotoionização para a BLR falham em prever a intensidade e a forma da emissão de Fe II (Joly, 1993; Verner et al., 1999; Baldwin et al., 2004). Por exemplo, a classe de ultra/forte emissores de Fe II (podendo ter intensidade total de ferro superando trinta vezes a emissão de $H\beta$) mostram-se inexplicáveis por modelos clássicos de fotoionização (Lípari et al., 1991; Graham et al., 1996). Para estes casos (e talvez para todos os emissores de Fe II) a região de formação pode ser associada a mais de uma região da BLR (Kovačević et al., 2010), como uma região de nuvens mecanicamente aquecidas e protegidas da região central (Joly, 1987) ou ainda originado em regiões externas do disco de acreção (Collin-Souffrin et al., 1980).

A física da emissão de linhas Fe II mais aceita em AGNs foi proposta por Wills et al. (1985), na qual a intensidade da emissão de Fe II seria devido a um conjunto de mecanismos de excitação tais como fotoionização, fluorescência do contínuo, excitação colisional e auto fluorescência. Este modelo foi estendido por Sigut & Pradhan (1998), para incluir excitação por fluorescência de $Ly\alpha$.

A figura 3.10 mostra o diagrama de Gothrian, simplificado com níveis de energia de até 10 eV, onde 4 mecanismos de excitação principais são responsáveis pelas transições: (i) excitação colisional: colisões inelásticas com elétrons excitam níveis de paridade ímpar próximas à 5 eV, os quais decaem emitindo linhas na região do óptico e UV. Este mecanismo é eficiente quando a temperatura do gás da BLR é da ordem ou maior que 7000 K (Joly, 1987) e não depende da profundidade óptica local nas linhas de Fe II. Esta temperatura é usual em modelos de fotoionização e portanto, é o mecanismo responsável por grande parte do Fe II observado; (ii) auto-fluorescência: absorção de fótons do UV, emitidos por transições de Fe II em níveis de paridade ímpar próximas à 5 eV (transições UV inesperadas, na figura 3.10). Foi sugerida por Netzer & Wills (1983) como uma importante fonte de excitação; (iii) fluorescência do contínuo: fótons incidentes da fonte central sobre a face iluminada das nuvens da BLR são absorvidos e subsequentemente irradiados em linhas de Fe II na região do óptico (Netzer, 1988); (iv) fluorescência de $Ly\alpha$: apesar dos cálculos de Elitzur & Netzer (1985) mostrarem que a excitação por fluorescência de

$\text{Ly}\alpha$ não é um fator importante na emissão de Fe II em AGNs, Penston (1987) notou que a presença das “transições UV inesperadas” no espectro da estrela symbiotica RR Tel, seriam devidas ao cascadeamento de níveis superiores excitados por fluorescência de $\text{Ly}\alpha$. A emissão nebular das simbióticas possui características físicas (densidade e parâmetro de ionização) similares com as da BLR de AGNs onde a emissão de Fe II permitido é formado. É importante mencionar que as linhas em emissão de Fe II no UV (transições inesperadas) foram identificadas pela primeira vez por Graham et al. (1996), em um super emissor de Fe II (QSO 2226-3905).

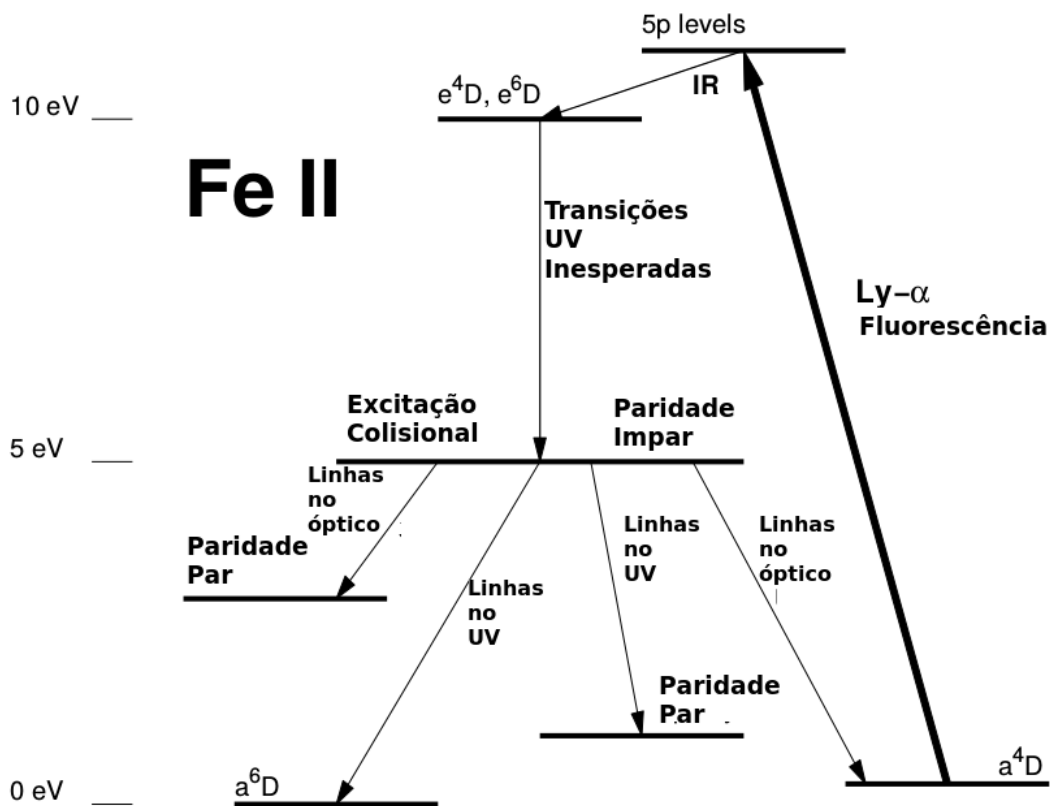


Figura 3.10: Diagrama de Gothrian simplificado para o Fe II. Imagem retirada de Sigut & Pradhan (2003).

Segundo o modelo de Sigut & Pradhan (2003), a fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ tem como característica principal a emissão das linhas de Fe II em 9200\AA que formam o chamado *bump* de $\lambda 9200$. Os níveis superiores povoados por este primeiro cascadeamento posteriormente decaem produzindo as linhas de Fe II no óptico. Outro aspecto importante deste mecanismo reside no fato de que as linhas de $1\ \mu\text{m}$ também são produzidas pelo processo de fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ e decaem diretamente para níveis que emitem as linhas do *bump* de

Fe II centrado em $\lambda 4570$, estas últimas consideradas como indicadores diretos da intensidade da emissão de Fe II em AGNs. Especificamente, como mostra a figura 3.11, as linhas de $1 \mu\text{m}$ são produzidas por um efeito de cascata que começa quando um fóton de $\text{Ly}\alpha$ é absorvido por um íon de Fe^{++} . Este processo se inicia via $a^4\text{G} \rightarrow (t,u)^4\text{G}^0$, seguindo para o nível mais baixo $b^4\text{G}$ via emissão das linhas $\lambda\lambda 1870/1873$ e $\lambda\lambda 1841/1845$. Estes níveis, por sua vez, decaem emitindo as linhas de $1 \mu\text{m}$ via $b^4\text{G} \rightarrow z^4\text{F}^0$ e $z^4\text{D}^0$. A importância do estudo do Fe II na NIR vem dos resultados apresentados por Véron-Cetty et al. (2004) que mostram que os níveis $z^4\text{F}^0$ e $z^4\text{D}^0$ são responsáveis por aproximadamente 50% da emissão de Fe II no óptico. Isso levanta questões ainda abertas sobre o mecanismo de excitação dominante na formação das linhas que compõem o *bump* de $\lambda 4570$: seria a emissão de Fe II observada no óptico um resultado direto da fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ ou teria sua formação dominada por outros mecanismos? Quanto a fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ contribui (em fótons) para as linhas de Fe II do óptico?

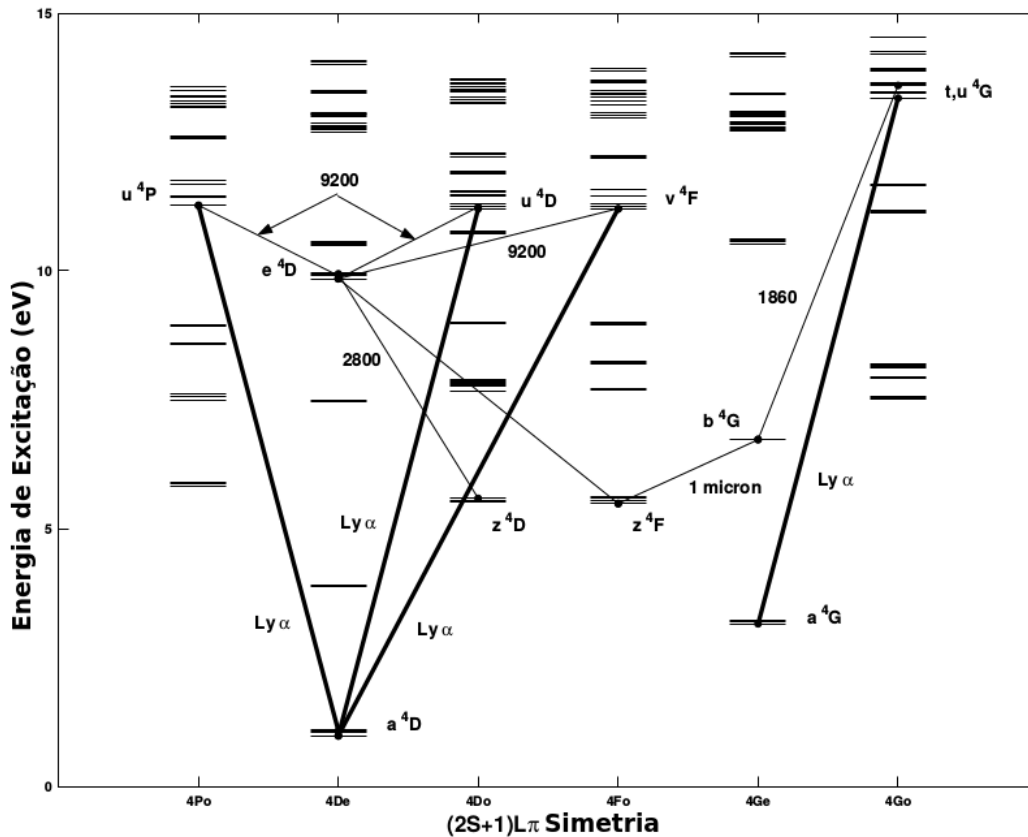


Figura 3.11: Diagrama de Gothrian para as transições Fe II produzidas por fluorescência de $\text{Ly}\alpha$. OP e UV indicam linhas de Fe II produzidas no óptico e ultravioleta, respectivamente. As transições UV inesperadas referem-se as transições observadas por Penston (1987). Imagem retirada de Sigut & Pradhan (2003).

Para responder as perguntas acima, precisamos primeiro determinar se o Fe II na NIR e no óptico estão relacionados. A Figura 3.12 mostra R_{4570} vs $R_{1\mu m}$, na qual constatamos que existe uma relação entre a emissão de Fe II no óptico e na NIR. Isto significa que a quantidade de Fe II emitida no óptico está fortemente correlacionada com a emissão na NIR e sugere um mecanismo de excitação em comum para as duas emissões. É importante salientar que a quantidade de energia necessária para povoar os níveis de energia que decaem emitindo as linhas de $1\mu m$ pode ser fornecida tanto por excitação colisional como por fluorescência de $Ly\alpha$. Por exemplo, Rodríguez-Ardila et al. (2002)) utilizando espectros HST/FOS determinaram para 4 AGNs que o processo de fluorescência de $Ly\alpha$ para a emissão das linhas de emissão de $1\mu m$ não pode ser o único fator na produção destas linhas devido à pouca intensidade das linhas no UV que, via cascadeamento, excitariam os níveis superiores a partir dos quais as linhas de $1\mu m$ são originadas. Por isso eles sugeriram excitação colisional como o mecanismo adicional. Além disso, a energia necessária para povoar o nível b^4G do qual as linhas de $1\mu m$ são produzidas é da ordem de 6 eV ou aproximadamente 1000 K superior à necessária para povoar os níveis z^4D e z^4F por excitação colisional. Joly (1987) mostrou que a excitação colisional é eficiente na produção das linhas de Fe II para temperaturas superiores a 7000 K. Dado que são necessários apenas 1000 K a mais para a excitação do nível b^4G e considerando que a temperatura de equilíbrio de fotoionização é por volta de 10^4 K (Osterbrock, 1989) a excitação colisional seria o mecanismo dominante natural na produção das linhas de Fe II ópticas. No entanto, se observarmos a figura 3.13, vemos que também existe uma relação entre $R_{1\mu m}$ e R_{9200} . Isso significa que apesar da fluorescência de $Ly\alpha$ possivelmente não ser o mecanismo dominante na produção das linhas de $1\mu m$, este processo também é importante para sua formação. Um outro fato que pode ser observado na figura 3.12 é a baixa densidade de pontos na região $R_{4570} \geq 1,5$. Como dito anteriormente, objetos com valores de R_{4570} desta magnitude são significativamente mais raros que os com $R_{4570} \leq 1$ e este fato reflete na amostra analisada. No entanto, um estudo mais profundo para determinar se os mecanismos de excitação que dominam os super emissores de Fe II são os mesmos que os observados em emissores normais deste íon, exigiria uma amostra complementar.

Determinamos uma equação (e os erros para esta) que relaciona as quantidades apresentadas nas figuras 3.12 e 3.13 utilizando uma simulação de Monte Carlo e a técnica

do “*bootstrap*” (de maneira análoga à Beers et al. (1990)). Primeiro, 10000 interações de Monte Carlo foram usadas para determinar o efeito das incertezas de R_{4570} e $R_{1\mu m}$ sobre os coeficientes médios do ajuste linear. Para cada interação, foram gerados valores aleatórios de R_{4570} e $R_{1\mu m}$ vinculados pelo intervalo de incerteza nestes dados, e um ajuste linear foi calculado. O desvio padrão dos coeficientes dos ajustes lineares destas 10000 simulações, ϵ_i , representa a incerteza dos valores sobre os coeficientes do ajuste linear. Para derivar a completeza da amostra e seu efeito sobre os coeficiente do ajuste fizemos um “*bootstrap*” com 10000 interações onde em cada interação os coeficientes do ajuste são calculados para uma amostra selecionada aleatoriamente dos valores medidos para R_{4570} e $R_{1\mu m}$. O desvio padrão dos coeficientes obtidos nos ajustes simulados, ϵ_e , respresentam o espalhamento intrínscio dos valores medidos. Finalmente, a incerteza sobre os coeficientes é obtida pela soma de ϵ_i e ϵ_e em quadratura, isto é, $\epsilon_{coef} = \sqrt{\epsilon_i^2 + \epsilon_e^2}$. A forte correlação entre estas quantidades pode ser quantificada através do coeficiente de correlação de Spearman, que indica o quão forte é a correlação entre duas populações amostrais. Para este ajuste encontramos um valore de $r = 0.783$ e $r = 0.722$ para os pontos nas figuras 3.12 e 3.13, respectivamente. As equações encontradas para as retas apresentadas nestas figuras foram:

$$R_{4570} = 0.674 (\pm 0.262) R_{1\mu m} + 0.475 (\pm 0.211) \quad (3.1)$$

$$R_{9200} = 1,89 (\pm 0.354) R_{1\mu m} + 0.059 (\pm 0.014) \quad (3.2)$$

Na coluna 5 da tabela 3.3 é calculado o fluxo de Fe II contido no *bump* de $\lambda 9200$. Assim, se compararmos a emissão de Fe II em $\lambda 9200$, R_{9200} , com R_{4570} , podemos avaliar de forma alternativa a eficiência do mecanismo de fluorescência de $Ly\alpha$ na produção de Fe II óptico. A figura 3.14 mostra que de fato existe um elemento comum entre estas duas emissões. Uma vez que o *bump* é produzido unicamente por fluorescência de $Ly\alpha$ é seguro afirmar que este mecanismo de excitação está presente em todos os espectros estudados. Foi encontrada uma forte correlação entre R_{9200} e R_{4570} com um coeficiente de correlação de Spearman de $r = 0.758$, o que significa que excitação por fluorescência de $Ly\alpha$ é um processo importante na emissão de Fe II. O ajuste da reta mostrada na

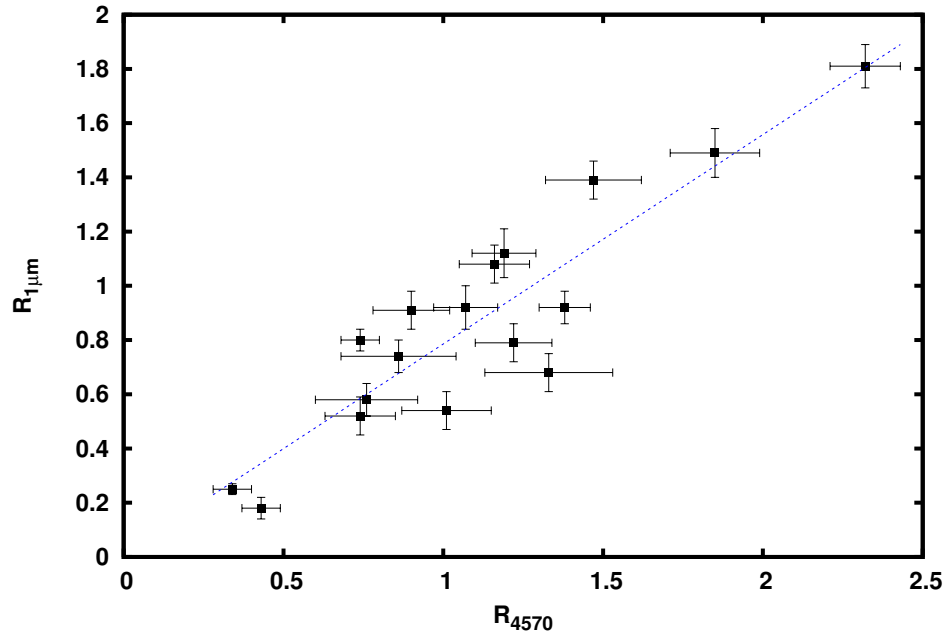


Figura 3.12: Relação entre R_{4570} e $R_{1\mu m}$. A reta azul representa o ajuste da equação 3.1.

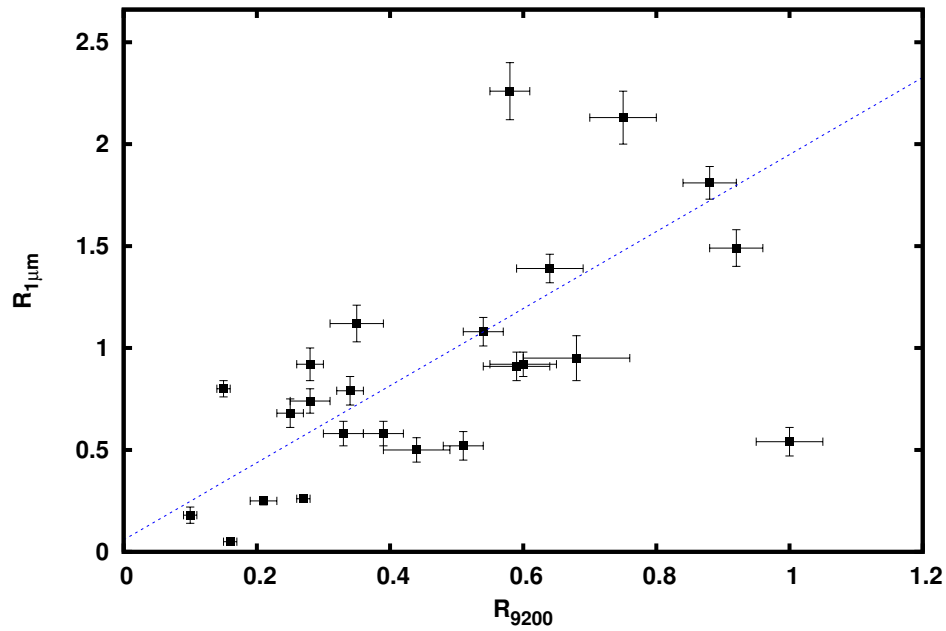


Figura 3.13: Relação entre R_{9200} e $R_{1\mu m}$. A reta azul representa o ajuste da equação 3.2.

figura 3.14 foi realizado de maneira análoga ao da figura 3.12 e o resultado obtido é apresentado na equação 3.3. Para avaliar a contribuição efetiva do processo de fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ é necessário determinar a quantidade de fótons presentes no *bump* de $\lambda 9200$ e nas linhas de $1\mu m$ que são provenientes deste mecanismo de excitação. No entanto, no

segundo caso não é possível determinar esta quantidade devido à pouca resolução do espectro UV da amostra, impossibilitando isolar a emissão das linhas $\lambda 1870$ e $\lambda 1841$ que são produzidas pelo cascadeamento primário após a fluorescência de $\text{Ly}\alpha$. Essas linhas acima estão fortemente misturadas com linhas de outros íons, incluindo Fe III (Veestergaard & Wilkes, 2001). Contudo, podemos estimar um limite inferior para a contribuição deste processo a partir do *bump* de $\lambda 9200$. Para isto calculamos o número de fótons no *bump* em $\lambda 4570$ e no *bump* de $\lambda 9200$ utilizando a energia de um fóton em cada uma destas regiões e o fluxo observado. Os resultados estão apresentados nas colunas 2 e 3 da tabela 3.5.

$$R_{4570} = 0.910 (\pm 0.249) R_{9200} + 0.573 (\pm 0.142) \quad (3.3)$$

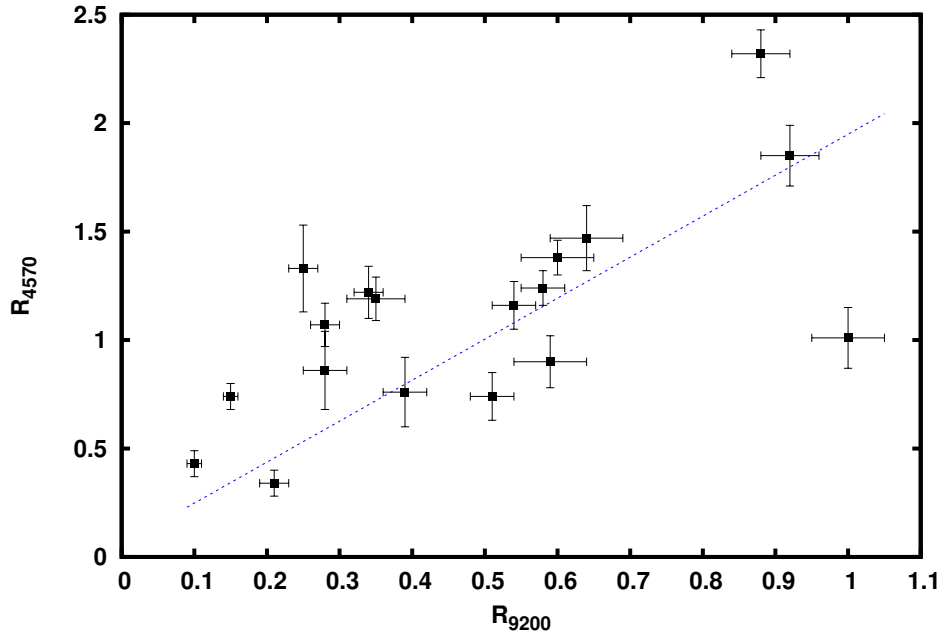


Figura 3.14: Relação entre R_{4570} e R_{9200} . A reta azul representa o ajuste às observações e pode ser expressada pela equação 3.3.

Os resultados da tabela 3.5 mostram que, em média, aproximadamente 36% dos fótons observados no *bump* de Fe II centrado em $\lambda 4570$ são provenientes de decaimentos do *bump* de $\lambda 9200$. Uma vez que o *bump* de Fe II centrado em $\lambda 4570$ representa 50% da emissão óptica de Fe II concluímos que a fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ é responsável por $\sim 18\%$ dos fótons observados em toda região óptica. Este resultado está de acordo com os cálculos apresentados por Garcia-Rissmann et al. (2012), que encontraram uma contribuição de 20% da

Tabela 3.5: Número de fótons de Fe II emitidos no óptico e na NIR

Nome	Número de fótons em $\lambda 4570$ ^{1 4}	Número de fótons em $\lambda 9200$ ^{2 4}	N_{9200}/N_{4570}^3
Mrk 335	20 ± 2	10 ± 10	0,51
I Zw 1	74 ± 8	36 ± 4	0,48
Ton S180	46 ± 4	30 ± 3	0,65
Mrk 1044	71 ± 8	31 ± 3	0,43
Mrk 1239	77 ± 10	16 ± 2	0,20
Mrk 734	33 ± 4	12 ± 1	0,35
PG ,1126-041	-	-	-
H 1143-182	14 ± 2	2 ± 1	0,10
NGC 4051	-	-	-
Mrk 766	-	-	-
NGC 4748	35 ± 3	17 ± 2	0,50
Ton 156	7 ± 1	2 ± 1	0,25
PG 1415+451	19 ± 2	5 ± 1	0,27
Mrk 684	-	-	-
Mrk 478	37 ± 2	33 ± 1	0,89
PG 1448+273	30 ± 3	11 ± 1	0,35
PG 1519+226	20 ± 3	4 ± 1	0,18
Mrk 493	44 ± 5	17 ± 2	0,38
PG 1612+262	15 ± 2	3 ± 1	0,19
Mrk 504	-	-	-
1H 1934-063	88 ± 11	18 ± 2	0,20
Mrk 509	-	-	-
1H, 2107-097	36 ± 4	15 ± 2	0,41
Ark 564	-	-	-
NGC 7469	9 ± 1	2 ± 1	0,13

¹ Energia de 1 fóton de Fe II em $\lambda 4570 = 4,33 \times 10^{-28} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$

² Energia de 1 fóton de Fe II em $\lambda 9200 = 2,15 \times 10^{-28} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$

³ N representa o número de fótons e a fração média encontrada é 0,36

⁴ Número de fótons em unidades de 10^{13}

fluorescência de Ly α na galáxia I Zw 1. Apesar desta não ser a contribuição total de fótons produzidos pelo mecanismo de fluorescência de Ly α , os resultados aqui apresentados mostram que este processo é um importante mecanismo na produção de Fe II e deve ser levado em conta em qualquer modelo teórico que descreva a emissão de Fe II em AGNs.

Sumarizando, neste capítulo mostramos que o *template* de Fe II na NIR desenvolvido por Garcia-Rissmann et al. (2012) é adequado para modelar a emissão de Fe II em AGNs, em especial para a região de 1 μm . Além disso, a eficácia do *template* na subtração destas linhas mostra que, a exemplo do que acontece no visível, a intensidade relativa das linhas

de Fe II na NIR permanece constante nos objetos da amostra. O *bump* de Fe II em $\lambda 9200$ foi identificado em toda a amostra, confirmando a presença do processo de fluorescência de Ly α . A forte correlação entre as intensidades de Fe II no NIR e no óptico sugere que o processo de fluorescência de Ly α é relevante na produção do Fe II observado. Por fim, utilizando os valores encontrados com o *template* foi possível determinar um limite inferior para a contribuição do processo de fluorescência de Ly α ($\sim 18\%$) na produção das linhas de Fe II em AGNs. Muito possivelmente, a excitação colisional é o mecanismo que mais contribui na formação do Fe II.

Capítulo 4

Tamanho da região emissora de Fe II

A BLR tem um papel fundamental para o entendimento da fenomenologia dos AGNs devido a sua proximidade com a fonte central. No entanto, diferente da NLR, a BLR não pode ser resolvida espacialmente o que limita a quantidade de informação sobre sua estrutura. Esta limitação afeta diretamente o estudo da emissão de Fe II, para a qual a escala espacial da região emissora é uma quantidade chave para vincular modelos.

Existem duas maneira de se estudar a BLR. A maneira da qual se obtém maior informação sobre a física desta região é através de mapeamentos por reverberação. Nesse tipo de estudo analisa-se o tempo de resposta das linhas permitidas à variações do contínuo produzido pela fonte central. Esta técnica tem sido aplicada com sucesso em vários AGNs utilizando linhas como C IV, H β e H α e a partir de seus resultados tem sido possível determinar propriedades físicas da BLR, como o seu tamanho e estrutura. No entanto existem poucos monitoramentos bem sucedidos que tenham permitido derivar o tamanho da região emissora de Fe II. As razões são basicamente duas: a baixa variabilidade das linhas ópticas de Fe II, que muitas vezes limita a capacidade de se determinar uma curva para o tempo de resposta destas linhas (Vestergaard & Peterson, 2005; Kuehn et al., 2008) e valores com barras de erro muito grandes (Bian et al., 2010). Os poucos mapeamentos com resultados concretos (Barth et al., 2013) sugerem que a região emissora de Fe II está localizada em uma região mais externa da BLR.

Em espectros de uma única época o estudo da BLR é realizado através da análise dos perfis das linhas que são produzidos nesta região já que diferentes larguras entre linhas de alta e baixa ionização são interpretadas como evidencia de estratificação do

gás emissor (para a maioria dos AGNs, os campos de velocidade não diferem muito de um movimento Kepleriano gravitacionalmente ligado (Peterson & Wandel, 1999)). Além disso, a presença de assimetrias nos perfis das linhas nos ajudam a distinguir movimentos radiais e rotacionais, fornecendo assim vínculos sobre o campo de velocidades da BLR. Na ausência de vínculos diretos sobre o tamanho das regiões emissoras da BLR, podemos usar traçadores a partir dos perfis. Trabalhos recentes na região do óptico apresentaram valores discrepantes para os FWHM das linhas de $H\beta$ e $Fe II$ em estudos de mais de 4000 quasares, sugerindo resultados semelhantes aos de mapeamento por reverberação (Marziani et al., 2003; Hu et al., 2008; Kovačević et al., 2010). Resultados recentes ainda apontam uma estratificação entre linhas de baixa e alta ionização, sugerindo que linhas como $Fe II$, $O I$, $Ca II$ e linhas de Hidrogênio são produzidas em diferentes regiões da BLR e separadas espacialmente daquelas onde são produzidas as linhas de alta ionização, tal como $C IV$ (Collin-Souffrin et al., 1986; Rodríguez-Pascual et al., 1997; Rodríguez-Ardila et al., 2002; Barth et al., 2013). Em estudos deste tipo a NIR oferece uma vantagem em relação ao óptico devido à variedade de linhas isoladas (ou levemente misturadas), presentes entre 8000-25000Å.

Neste capítulo, será realizado pela primeira vez um estudo dos perfis das linhas da BLR na NIR, para uma amostra de 25 AGNs. A qualidade e resolução espectral dos dados usados neste trabalho permite estudar e comparar algumas características como a forma do perfil e a largura das linhas de emissão mais proeminentes da BLR na NIR, dos espectros da amostra. Apesar das regiões do óptico e UV estarem repletas de linhas de emissão permitidas ($Mg II$, $He II$, $C IV$, $Fe II$, $H\beta$, $H\alpha$, entre outras) a mistura entre estas e o pseudo-contínuo do $Fe II$ impedem caracterizar adequadamente os perfis. No entanto, na NIR este cenário muda. Linhas de emissão como $Ca II \lambda 8663$, $O I \lambda 11287$, $Fe II \lambda 10502$, $Pa\beta$ e $Pa\alpha$ estão quase ou completamente isoladas, permitindo um estudo mais acurado de propriedades da BLR através dos perfis.

A fim de estudar a estrutura da BLR, utilizou-se as linhas de emissão acima mencionadas. Através da comparação das larguras destas linhas espera-se obter informações sobre a região na qual são emitidas.

Para caracterizar adequadamente o perfil das linhas de emissão necessitamos medir o FWHM em cada uma delas. Para isso assumimos que as linhas podem ser representadas

por funções gaussianas (ou lorentzianas). A rotina LINER (Pogge & Owen 1993) foi novamente utilizada neste procedimento. Exceto pelos objetos IZw 1 e Ark 564, onde uma lorentziana representa o perfil observado, encontramos que uma única gaussiana é necessário para ajustar a linha de Fe II $\lambda 10502$. Para a linha de O I também foi necessário apenas uma gaussiana (para os objetos IZw 1, PG 1126-041, H 1143-182 e Mrk 684 um ajuste lorentziano representou melhor os perfis).

Para as linhas de Ca II e Pa β foram necessários utilizar alguns vínculos ao fazer o ajuste. A presença de linhas estreitas produzidas pela NLR é claramente visível através das linhas de [S III] $\lambda 9068$ e $\lambda 9531$, e portanto uma componente da NLR é esperada nas linhas de Pa β e Pa α . Esta componente é responsável por uma fração significativa do fluxo observado para estas linhas. A fim de isolar a componente larga da emissão de Pa β empregamos a técnica de (Rodríguez-Ardila et al., 2000), que consiste em separar o fluxo da componente estreita utilizando como *template* desta emissão uma linha conhecida da NLR. Para esta análise escolhemos a linhas [S III] $\lambda 9531$, a mais intensa das linhas proibidas que se encontra não misturada. Por consistência, as linhas do tripleto de Ca II $\lambda 8498$, $\lambda 8542$ e $\lambda 8662$ foram vinculados a ter a mesma largura da terceira, por estar isolada e permitir uma medida mais acurada de suas características. A tabela 4.1 mostra os valores de FWHM e fluxo obtidos para as linhas relevantes à análise.

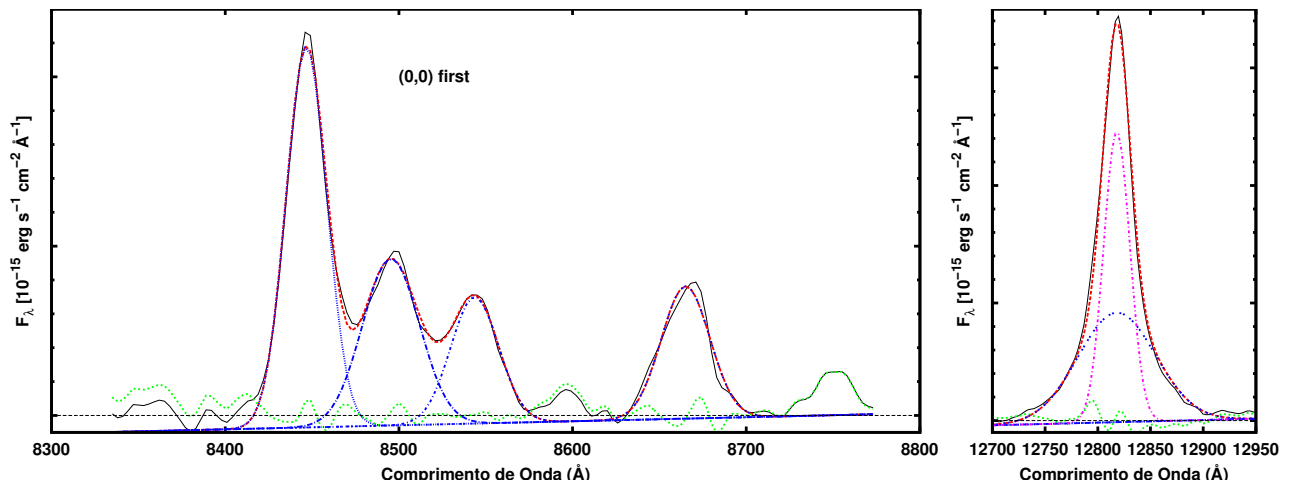


Figura 4.1: Decomposição das linhas para 1H 1934-063. Quadro da esquerda: região de Ca II e separação das componentes. Quadro da direita: região de Pa β e os ajustes das componentes larga e estreita da emissão.

Tabela 4.1: Características das principais linhas da BLR utilizadas neste trabalho.

Nome	Fe II λ 10502		O I λ 11297		Ca II λ 8663		Pa β λ 10502	
	Fluxo	FWHM	Fluxo	FWHM	Fluxo	FWHM	Fluxo	FWHM
Mrk 335	14,4 \pm 0,9	1230 \pm 74	26,0 \pm 2,3	1140 \pm 103	14,7 \pm 1,2	1490 \pm 119	87,1 \pm 5,2	2010 \pm 121
I Zw 1	39,8 \pm 1,6	890 \pm 36	29,9 \pm 2,1	820 \pm 57	28,6 \pm 2,0	1100 \pm 77	86,7 \pm 3,5	1650 \pm 66 ^a
Ton S180	2,8 \pm 0,1	1030 \pm 52	5,5 \pm 0,4	930 \pm 74	5,2 \pm 0,4	990 \pm 69	24,0 \pm 1,2	1660 \pm 83 ^a
Mrk 1044	9,7 \pm 0,6	1310 \pm 79	11,7 \pm 0,7	1010 \pm 61	7,2 \pm 0,4	1200 \pm 72	24,2 \pm 1,4	1980 \pm 119
Mrk 1239	29,1 \pm 1,7	1350 \pm 81	50,1 \pm 4,0	1220 \pm 98	16,2 \pm 1,0	1240 \pm 74	135,6 \pm 8,1	2220 \pm 133
Mrk 734	17,8 \pm 2,1	1600 \pm 192	17,3 \pm 0,9	1670 \pm 84	--	--	71,9 \pm 8,6	1830 \pm 220 ^a
PG ,1126-041	25,0 \pm 2,3	2000 \pm 180	39,4 \pm 2,4	1940 \pm 116	--	--	128,6 \pm 11,6	2600 \pm 234 ^a
H 1143-182	18,5 \pm 1,7	2170 \pm 195	34,5 \pm 2,1	1720 \pm 103	--	--	151,2 \pm 13,6	2070 \pm 186
NGC 4051	20,0 \pm 2,4	1430 \pm 172	51,6 \pm 2,6	1035 \pm 52	--	--	65,1 \pm 7,8	1530 \pm 184
Mrk 766	21,2 \pm 2,5	1650 \pm 198	50,9 \pm 2,0	1380 \pm 55	17,9 \pm 1,6	1520 \pm 137	115,4 \pm 13,9	1780 \pm 214
NGC 4748	21,2 \pm 1,9	1800 \pm 162	24,7 \pm 2,0	1650 \pm 132	--	--	62,9 \pm 5,7	2130 \pm 192
Ton 156	47,8 \pm 5,7	2050 \pm 246	38,1 \pm 2,3	2070 \pm 124	--	--	144,6 \pm 17,4	3490 \pm 419
PG 1415+451	4,4 \pm 0,4	2140 \pm 171	5,3 \pm 0,3	1780 \pm 107	--	--	17,2 \pm 1,4	2530 \pm 202 ^a
Mrk 684	43,5 \pm 2,6	1430 \pm 86	53,0 \pm 2,7	1560 \pm 78	64,2 \pm 4,5	1520 \pm 106	107,7 \pm 6,5	2400 \pm 144 ^a
Mrk 478	50,7 \pm 3,0	1400 \pm 84	48,1 \pm 3,4	1300 \pm 91	40,3 \pm 2,4	1560 \pm 94	122,6 \pm 7,4	1940 \pm 116 ^a
PG 1448+273	10,9 \pm 0,5	950 \pm 48	32,3 \pm 1,3	880 \pm 35	12,4 \pm 0,6	885 \pm 44	66,9 \pm 3,3	2480 \pm 124 ^a
PG 1519+226	4,4 \pm 0,4	2280 \pm 182	7,9 \pm 0,9	1890 \pm 227	--	--	20,1 \pm 1,6	2800 \pm 224
Mrk 493	16,2 \pm 0,6	800 \pm 32	26,1 \pm 1,0	770 \pm 31	29,4 \pm 1,8	1065 \pm 64	40,0 \pm 1,6	1970 \pm 79 ^a
PG 1612+262	3,7 \pm 0,3	1770 \pm 124	10,9 \pm 1,2	2310 \pm 254	--	--	63,8 \pm 4,5	2770 \pm 194 ^a
Mrk 504	6,0 \pm 0,4	1630 \pm 114	3,9 \pm 0,3	1620 \pm 130	--	--	20,5 \pm 1,4	2390 \pm 167 ^a
1H 1934-063	16,7 \pm 1,5	1200 \pm 108	35,7 \pm 2,9	1000 \pm 80	28,6 \pm 2,0	1205 \pm 84	62,8 \pm 5,7	1520 \pm 137
Mrk 509	42,4 \pm 3,4	2220 \pm 178	64,2 \pm 6,4	2390 \pm 239	--	--	396,4 \pm 31,7	3720 \pm 298 ^a
1H, 2107-097	29,9 \pm 1,8	1800 \pm 108	20,7 \pm 1,7	1720 \pm 138	10,8 \pm 0,9	1700 \pm 136	116,1 \pm 7,0	2570 \pm 154
Ark 564	17,9 \pm 0,9	800 \pm 40	27,8 \pm 1,4	820 \pm 41	28,7 \pm 1,7	990 \pm 59	56,9 \pm 2,8	1800 \pm 90
NGC 7469	24,3 \pm 1,7	1860 \pm 130	48,1 \pm 2,9	1830 \pm 110	--	--	174,9 \pm 12,2	2800 \pm 196

Nota – Em unidades de 10^{-15} ergs s⁻¹ cm⁻²

^a Valor de Pa α corrigido para Pa β

A figura 4.2 apresenta o gráfico de FWHM de Fe II *vs* FWHM de O I. A reta vermelha representa a relação unitária. Está claro na figura que as larguras de O I são muito similares às larguras de Fe II. O mesmo comportamento é observado entre os FWHM de Fe II e Ca II na figura 4.3. A relação unitária entre O I, Ca II e Fe II sugere que estes íons são emitidos em uma mesma região da BLR. A fim de verificar o quão real é a semelhança entre os valores encontrados nas figuras 4.2 e 4.3 realizamos o teste de Kolmogorov-Smirnov. O valor obtido mostra uma significancia estatística de $P_{Feii-Oi} = 0.74$ e $P_{Feii-CaII} = 0.81$ para a amostra, onde P varia entre 0 e 1. Valores próximos de 0 representam populações discrepantes enquanto valores próximos de 1 representam populações semelhantes. O valor de P obtido para a amostra indica que há uma alta probabilidade (74% para O I e 81% para Ca II) de que os valores encontrados para as largura das linhas dos íons considerados sejam próximos. A figura 4.4-4.7 reforça este resultado. Nesta figura, são comparados os perfis das linhas acima mencionadas e podemos ver claramente a semelhança no campo de velocidade destas linhas.

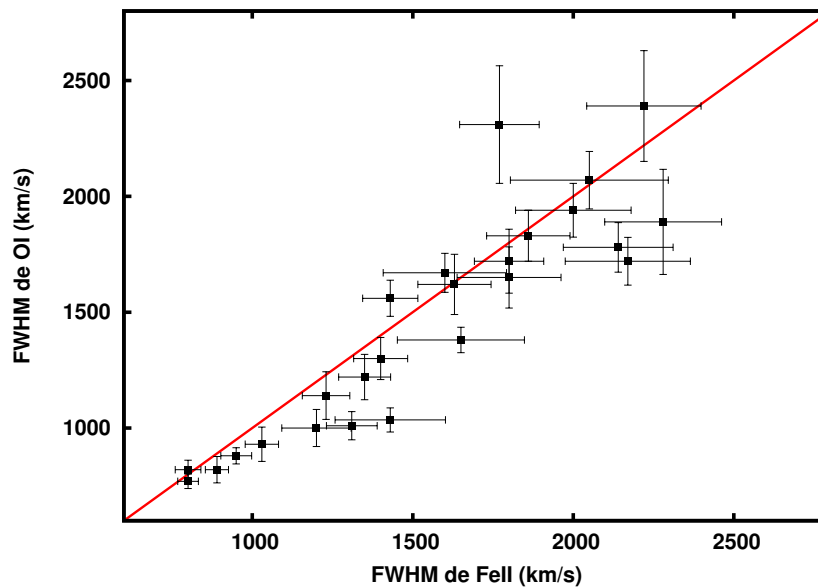


Figura 4.2: FWHM de O I *vs* FWHM de Fe II. A linha vermelha representa a reta unitária.

A figura 4.8 mostra o FWHM de Fe II *vs* FWHM de Pa β . Em contraste ao resultado obtido para o O I e Ca II, a figura 4.8 mostra que as larguras das linhas de Fe II são sistematicamente mais estreitas que as linhas de Pa β , sugerindo que as linhas de Fe II são formadas em uma região mais externa que as linhas de Hidrogênio. De maneira análoga

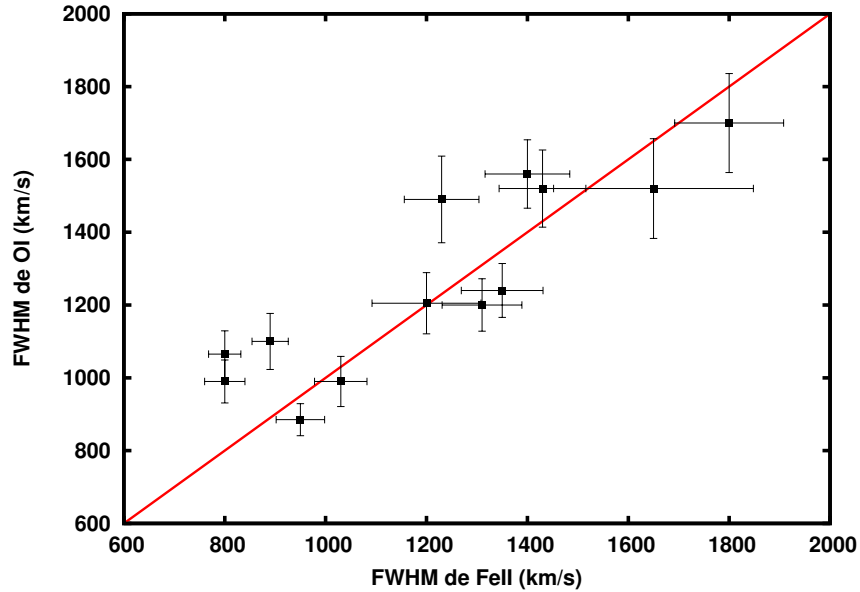


Figura 4.3: FWHM de Ca II *vs* FWHM de Fe II. A linha vermelha representa a reta unitária.

à realizada para as linhas de O I e Ca II usamos o teste de Kolmogorov-Smirnov para determinar o quão real é a diferença observada entre os valores das larguras de Pa β e Fe II. Para esse caso encontramos uma significancia estatística de $P_{Fe\text{ii}-O\text{i}} = 0.001$. Este valor de P mostra que existe uma possibilidade significativa das larguras de Fe II e Pa β apresentarem valores discrepantes. As figuras 4.4-4.7 servem como um reforço visual a este resultado mostrando que a largura das linhas de Pa β são de fato maiores que as de Fe II, O I e Ca II. Uma análise rápida nas colunas 3 e 9 da tabela 4.1 mostra que as larguras das linhas de Fe II são em média 30% menores que as de Pa β , o que está de acordo com o trabalho de Hu et al. (2008). Hu et al. (2008) mostraram em uma análise estatística com mais de 4000 espectros de quasares SDSS que as larguras de Fe II eram em média 3/4 das largura de H β . Supondo que a região de Fe II é virializada e que a largura das linhas refletem somente movimentos Keplerianos, sabemos que a distância da região emissora é proporcional ao inverso do quadrado da velocidade, isto é, $R \propto v^{-2}$. Isso significa que a região emissora de Fe II encontra-se em média duas vezes mais distante da fonte central do que a região emissora de Hidrogênio.

Uma outra característica que pode ser analisada é a função que descreve o perfil das linhas observadas. A fim de comparar linhas de diferentes espécies, comparamos 8 AGNs da nossa amostra, usando a linha de C IV $\lambda 1550$. A amostra foi reduzida devido ao fato de

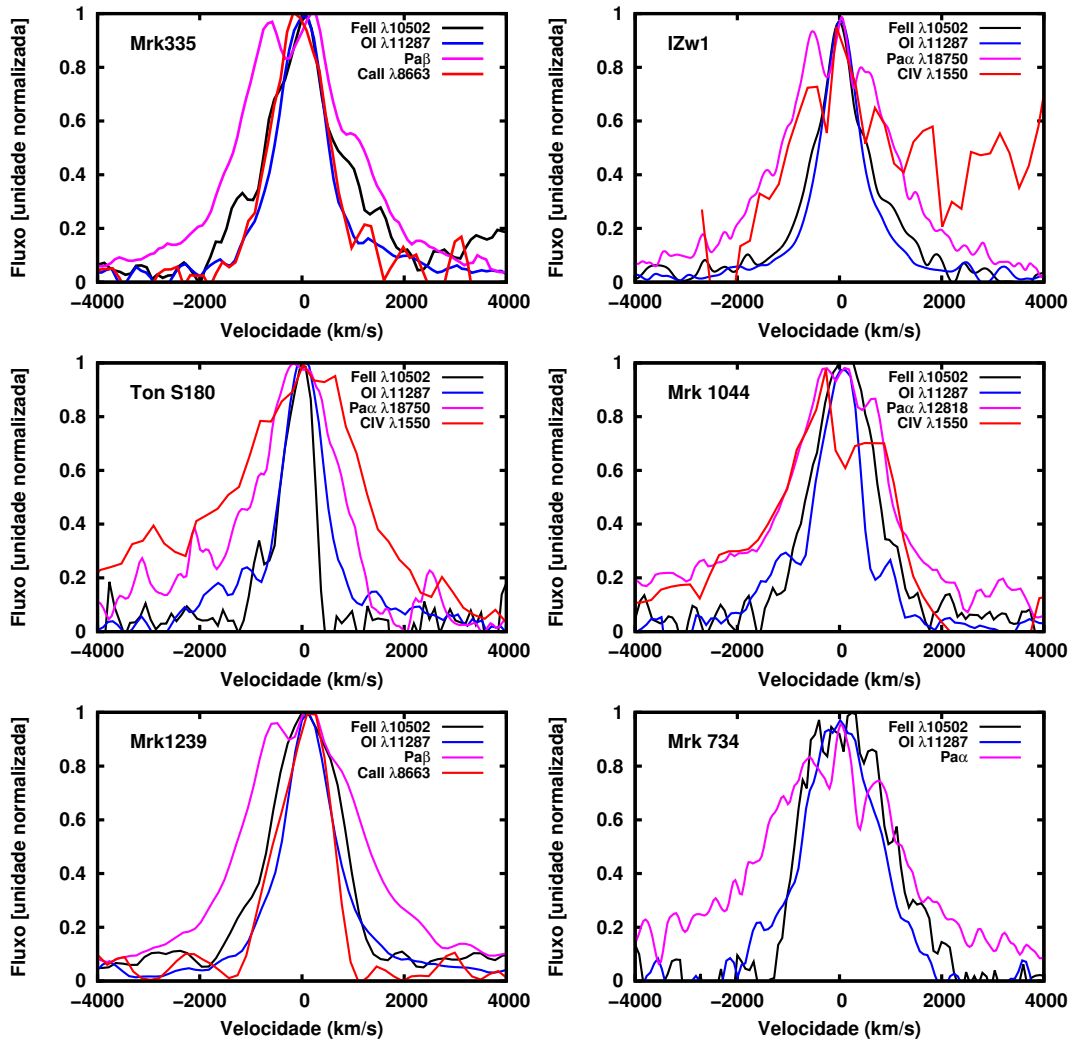


Figura 4.4: Perfil das linhas da BLR.

que nem todas as AGNs da amostra original possuem espectros de boa resolução na região do UV, particularmente na região da linha de C IV $\lambda 1550$. Os objetos não incluídos nesta análise ou não possuem espectros na região do UV ou a linha de C IV $\lambda 1550$ está severamente afetada por absorções. Para os AGNs de toda a amostra selecionamos as linhas de Pa β e Ca II $\lambda 8663$, O I $\lambda 11287$ e Fe II $\lambda 10502$ como representantes das linhas de Hidrogênio (formadas por recombinação), das linhas de baixa ionização e das linhas de ferro, respectivamente. Adicionalmente escolhemos a linha de C IV $\lambda 1550$ como representante das linhas de alta ionização da BLR. As figuras 4.4-4.7 mostram a comparação dos perfis das linhas mencionadas. A fim de não sobrecarregar a figura, a linha de Ca II foi adicionada somente para os objetos onde a linha de C IV não estava disponível. Como podemos ver, as

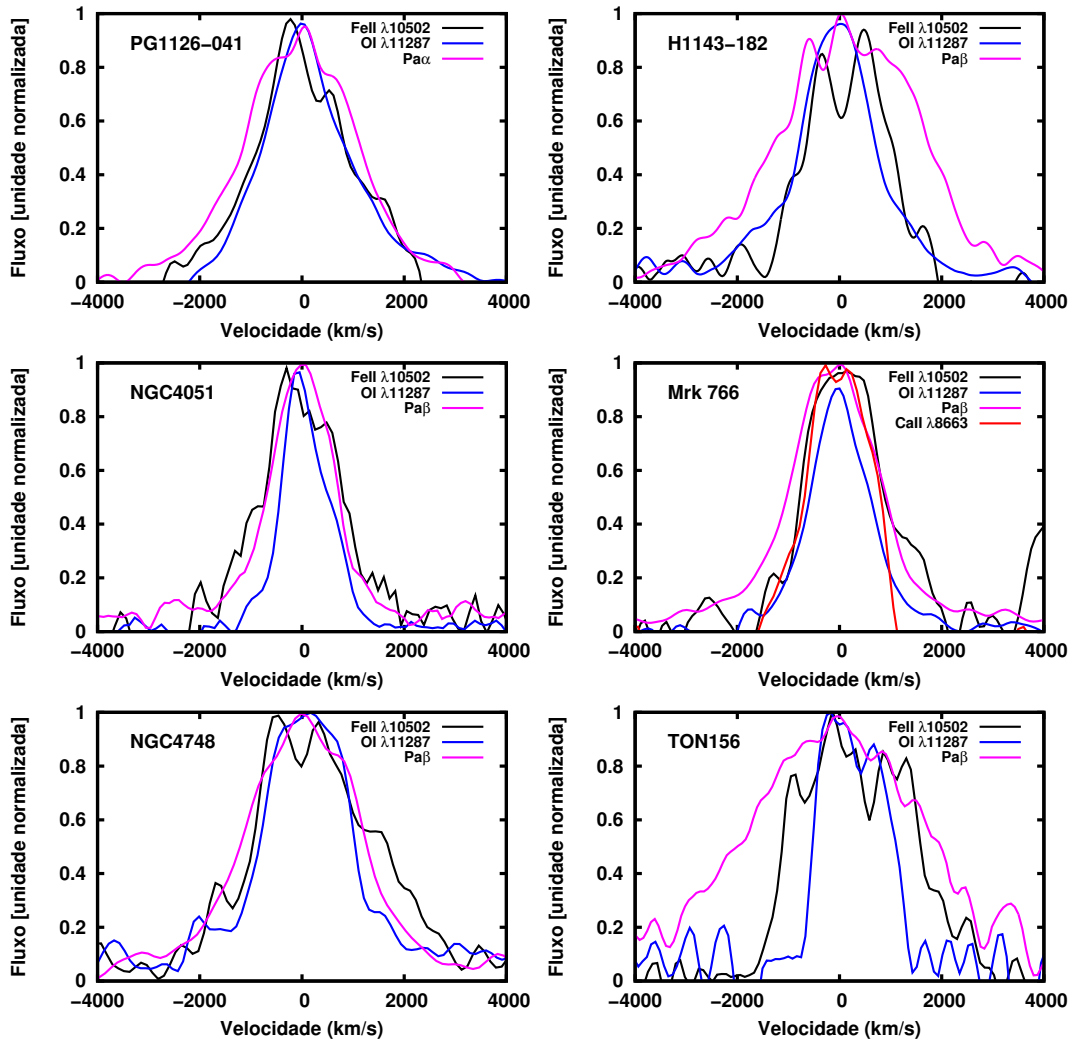


Figura 4.5: Continuação da figura 4.4.

linhas de baixa ionização compartilham o mesmo campo de velocidades e possuem perfis semelhantes, variando entre Gaussiano e Lorentizano. No entanto, a linha de $\text{Pa}\beta$ tem um perfil gaussiano constante em todos os objetos da amostra. A linha de $\text{C IV } \lambda 1550$ se mostra significativamente mais larga que as demais e com um perfil assimétrico, usualmente atribuído a *outflows* na BLR (Gaskell, 2009).

Os resultados encontrados são coerentes com os encontrados na literatura para diferentes amostras. Rodríguez-Ardila et al. (2002) também compararam as larguras das linhas de $\text{Pa}\beta$, O I, Fe II e Ca II, mas para uma amostra menor, de quatro AGNs. Eles encontraram que as linhas de Hidrogênio tem larguras maiores que as de O I e Fe II e concluíram que as primeiras são produzidas em uma região intermediária da BLR enquanto que as

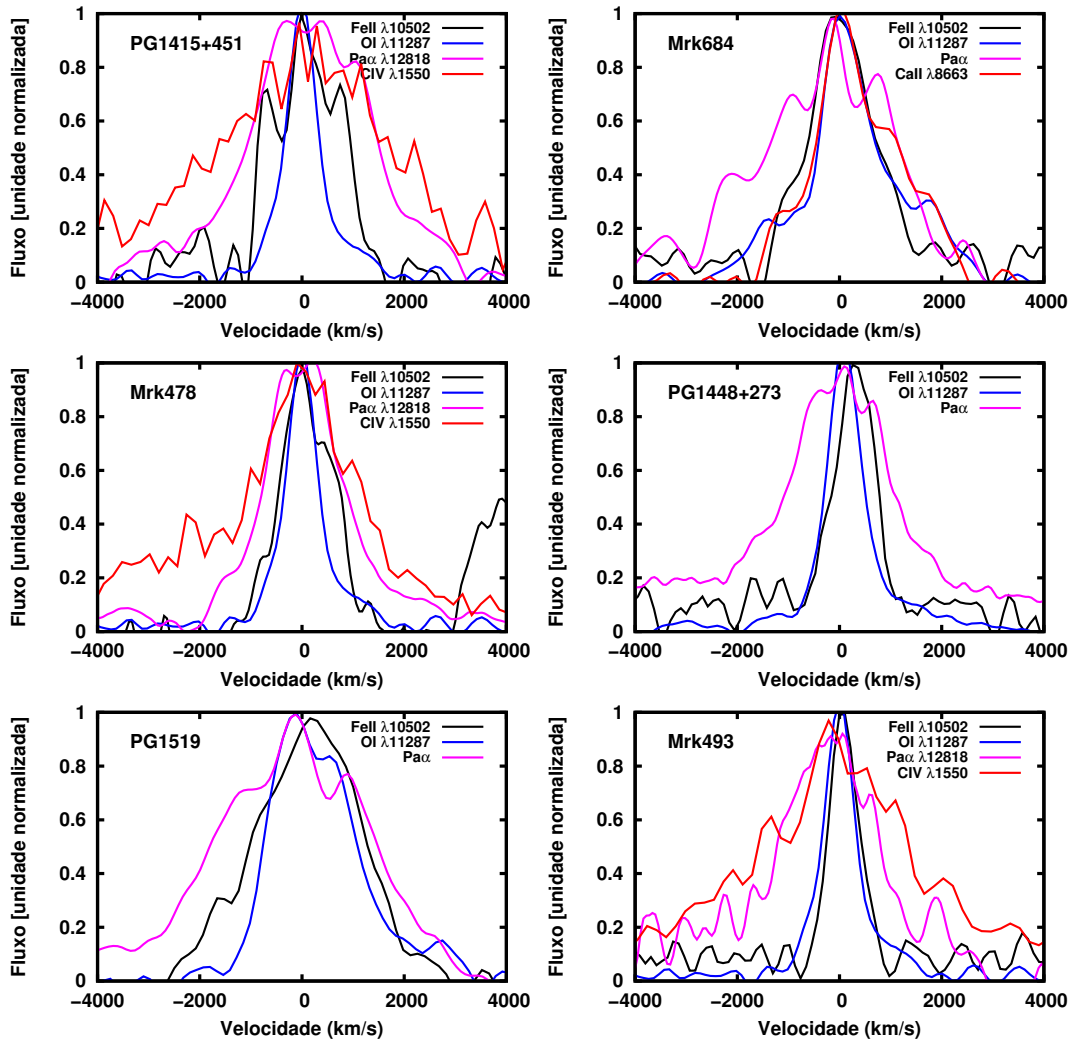


Figura 4.6: Continuação da figura 4.4.

segundas seriam produzidas em uma região mais externa. Sluse et al. (2007) realizaram um estudo de microlente espectroscópica para a AGN RXS J1131-1231 e também acharam evidências de que a emissão de Fe II seria originada nas regiões externas da BLR. Matsuoka et al. (2008), comparando as intensidades de Ca II/O I λ 8446 e O I λ 11287/O I λ 8446, com o fluxo previsto por modelos de fotoionização, encontraram para 11 AGNs, que estes íons são emitidos em nuvens com densidades e localização semelhantes.

Resultados recentes de mapeamento por reverberação mostram que a variabilidade das linhas de Fe II implicam em uma região de formação mais externa que a de H β (Kuehn et al., 2008; Kaspi et al., 2000; Barth et al., 2013). Kuehn et al. (2008) mediram as curvas de luz de Fe II para Ark 120 e encontraram que a variabilidade dessas linhas em longos pe-

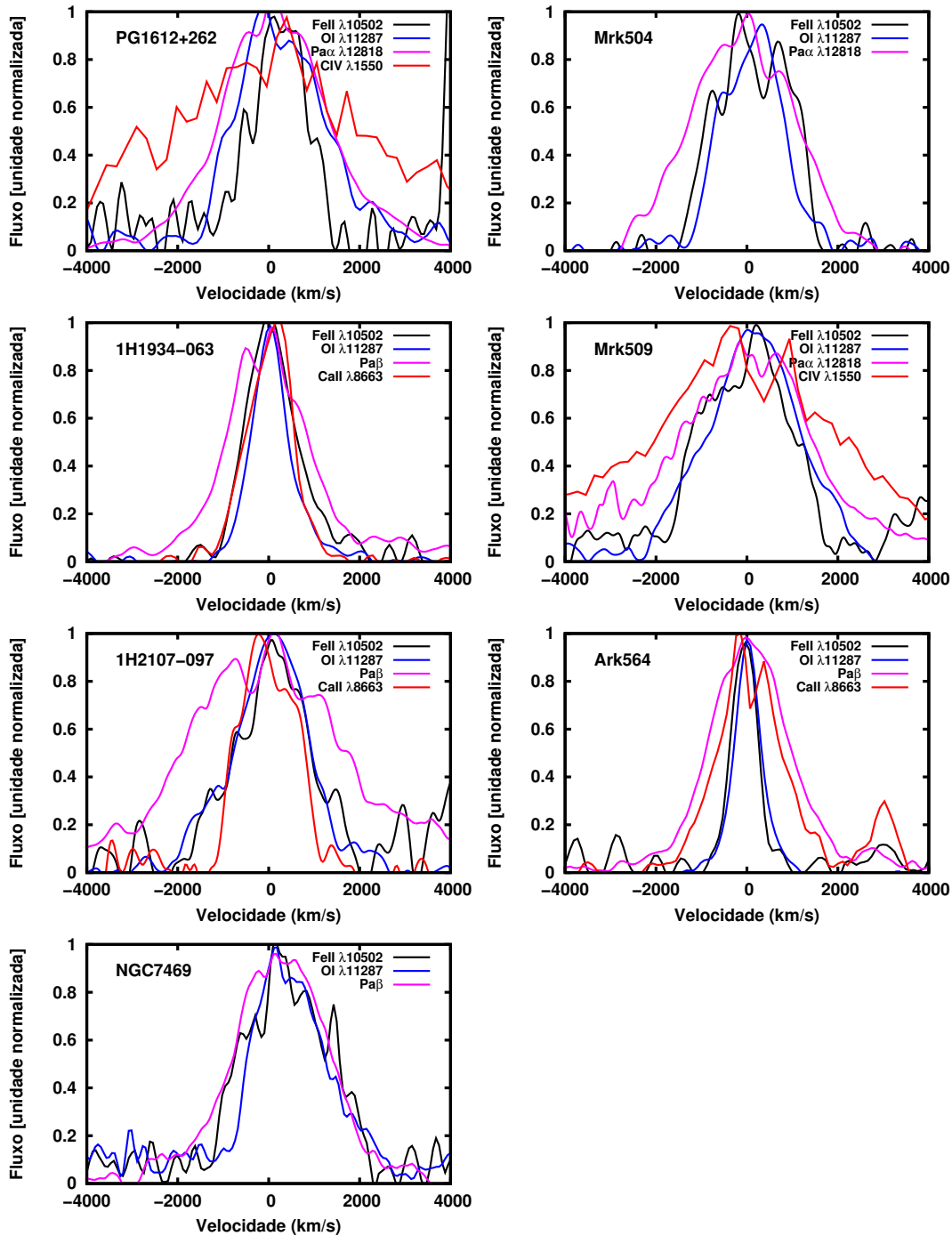


Figura 4.7: Continuação da figura 4.4.

riodos de tempo acompanham mudanças no contínuo. Apesar de não conseguirem traçar uma curva de luz para o Ferro, eles concluíram que suas linhas são formadas em uma região muito mais distante da fonte central que H β . Barth et al. (2013) detectaram reverberação de Fe II para duas galáxias Seyfert 1, NGC 4593 e Mrk 1511, usando dados de uma

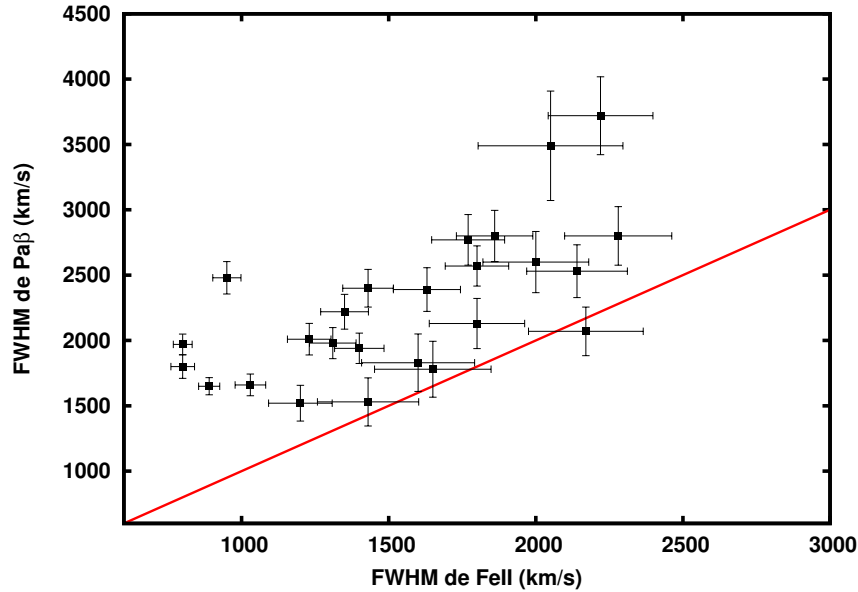


Figura 4.8: FWHM da componente larga de $\text{Pa}\beta$ vs FWHM de Fe II . A linha vermelha representa a reta unitária.

campanha de monitoramento no observatório Lick. Eles traçaram curvas de luz para $\text{H}\beta$ e Fe II e mostraram que a distância da região emissora desta última seria aproximadamente duas vezes maior que a primeira (veja tabela 4.2 os valores encontrados). Apesar da reverberação de Fe II ser pouco reportado na literatura, o de $\text{H}\beta$ pode ser, sim, encontrado em diversos trabalhos (Kaspi et al., 2000; Peterson et al., 1998; Peterson et al., 1999). Peterson et al. (1998) apresentam resultados de reverberação de um programa de monitoramento de 8 anos para 9 AGNs e derivaram o tamanho da região emissora de $\text{H}\beta$. Kaspi et al. (2000) coletaram dados durante 7,5 anos de uma amostra de 17 quasares no intuito de derivar o tamanho da BLR e investigar sua correlação com outras propriedades, tais como luminosidade e massa do buraco negro central. Pelo menos para quatro objetos da amostra utilizada neste trabalho, foi possível encontrar valores determinados pelo mapeamento por reverberação para a distância da região emissora de $\text{H}\beta$: Mrk 335, Mrk 509, NGC 4051 e NGC 7469. Estes resultados, assumindo que as nuvens emissoras de Fe II apresentam movimento virializado, permitem determinar a distância mais provável entre a região de formação de Fe II e a fonte central. Para isso, multiplicamos os valores das distâncias de $\text{H}\beta$ da literatura pelos valores derivados da tabela 4.1. Os valores para as distâncias de $\text{H}\beta$ e para o Fe II encontram-se na coluna 3 da tabela 4.2. Os objetos de Barth et al. (2013) foram adicionados à tabela para comparações. Além disso, a partir dos resultados

apresentados por Peterson et al. (1998) e Kaspi et al. (2000) calculamos uma distância média para a região emissora de Fe II. Para isso, consideramos o valor médio das distâncias obtidas nestes trabalhos e a suposição de que a região emissora de Fe II encontra-se em média a uma distância duas vezes maior que $H\beta$ da fonte central. Utilizando a amostra de Kaspi et al. (2000) fizemos uma média das distâncias de $H\beta$ encontradas. Nessa média excluimos os resultados referentes aos quasares de alta luminosidade, devido ao fato deles não dominarem a amostra deste trabalho. O valor médio obtido para o tamanho da região emissora de $H\beta$ e Fe II foram de $\tau(H\beta)=19,7$ dias-luz e $\tau(\text{Fe II})=40,5$ dias luz, respectivamente. Se incluirmos os quasares o tamanho médio destas regiões aumentam consideravelmente, $\tau(H\beta)=80,3$ dias-luz e $\tau(\text{Fe II})=164,6$ dias-luz.

Tabela 4.2: Tamanho da região emissora de Fe II e $H\beta$

Nome	$H\beta^1$ (dias-luz)	Fe II ² (dias-luz)
Mrk 335	$16,8 \pm 4,3$	$42,0 \pm 9,0$
Mrk 509	$79,3 \pm 6,3$	$198,2 \pm 34,5$
Mrk 1511 ³	$5,9 \pm 0,9$	$8,6 \pm 1,3$
NGC 4051	$6,5 \pm 5,1$	$8,5 \pm 6,3$
NGC 7469	$4,9 \pm 0,8$	$11,2 \pm 1,8$
NGC 4593 ³	$4,3 \pm 1,0$	$8,4 \pm 1,4$

¹ Valores retirados de Kaspi et al. (2000)

² Valores estimados para o tamanho da região emissora de Fe II

³ Valores retirados de Barth et al.(2013)

Os resultados observacionais apresentados neste capítulo estão de acordo com a hipótese de que linhas de baixa ionização tais como O I, Ca II e Fe II são produzidas preferencialmente em uma região mais externa da BLR enquanto o Hidrogênio é produzido em uma região mais interna (assumindo que as nuvens emissoras de linhas largas são gravitacionalmente ligadas ao buraco negro central e possuem um campo de velocidades Kepleriano). Linhas tais como C IV seriam formadas na região ainda mais interna da BLR. Este cenário está de acordo com as condições físicas para a formação de Fe II, O I e Ca II, isto é, gás neutro em uma região da BLR fortemente protegido da radiação ionizante emitida pela fonte central.

Em sumo, analisamos os perfis das linhas da BLR na NIR e UV através de espectros de uma única época. Através da comparação entre as largura das linhas de Fe II, O I, Ca II, $\text{Pa}\beta$ e C IV discutimos as possíveis regiões de formação deste íons. O resultados sugerem

que Fe II, O I e Ca II são produzidos em uma mesma região, separada e mais externa que aquela onde Pa β é produzida. Supondo um movimento virializado para as nuvens emissoras destes íons, derivamos que o Fe II é produzido em uma região possivelmente duas vezes mais distante da fonte central que Pa β . Ainda, a comparação das funções que descrevem as linhas de alta e baixa ionização concordam com cenário de uma BLR estratificada, onde as linhas de alta ionização são produzidas mais próximas da fonte central do que as de baixa ionização.

Capítulo 5

Conclusões e perspectivas

Neste trabalho, foi analisada pela primeira vez, uma amostra de 25 AGNs do tipo 1 no óptico e NIR com o objetivo de estudar a emissão de Fe II permitido. Foi aplicado o *template* de Fe II desenvolvido por Garcia-Rissmann et al. (2012) para toda a amostra com o objetivo de verificar sua eficiência na modelagem e na subtração do espectro formado pela emissão de Fe II na NIR. Através dos resultados obtidos com o *template* foi possível, pela primeira vez, comparar de maneira acurada a emissão de Fe II na NIR com a emissão no óptico, para uma amostra deste tamanho. Além disso, foi feito um estudo dos perfis das linhas de emissão mais proeminentes das BLR. Foram utilizadas as linhas O I $\lambda 11287$, Ca II $\lambda 8664$, Pa β $\lambda 12818$ e Fe II $\lambda 10502$ com o objetivo de analisar a região emissora destes íons.

Os principais resultados derivados da análise e discussões feitas nos capítulos anteriores são sumarizadas a seguir:

- Presença do mecanismo de excitação de fluorescência de Ly α na excitação do Fe II, como previsto por Sigut & Pradhan (1998). A característica chave desta emissão se manifesta através do *bump* de Fe II em $\lambda 9200$, claramente presente em toda nossa amostra.
- O *template* de Fe II desenvolvido por Garcia-Rissmann et al. (2012) se mostrou eficiente na modelagem e subtração da emissão de Fe II da NIR, em especial para região das linhas de 1 μm . Isso significa que as razões entre as linhas de Fe II permanecem constantes de objeto para objeto. Este resultado indica um mecanismo de excitação

dominante para essas linhas, muito possivelmente excitação colisional. Fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ embora não seja o mecanismo dominante, desempenha um papel importante na produção dessas linhas. Foi encontrado uma discrepância entre o valor previsto e o observado para o *bump* de Fe II em $\lambda 9200$. Os valores previstos para este *bump*, produzido somente por fluorescência de $\text{Ly}\alpha$, parecem estar subestimados.

- A emissão de Fe II na NIR se mostrou fortemente correlacionada com a emissão de Fe II no óptico. A forte correlação obtida entre os índices $R_{1\mu m}$ e R_{9200} com R_{4570} mostram que a fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ desempenha um papel importante na produção do Fe II observado em AGNs.
- O *template* de Fe II de Garcia-Rissmann et al. (2012) foi usado para isolar a emissão deste íon na NIR, permitindo a contagem do número de fótons emitidos pelo *bump* de Fe II em $\lambda 9200$. Uma vez que estes fótons decaem, povoando os níveis a partir dos quais as linhas do óptico são, produzidas foi possível estimar, em uma primeira aproximação, a contribuição da fluorescência de $\text{Ly}\alpha$ na emissão de Fe II. O valor encontrado foi de $\sim 18\%$. Este limite inferior vem do fato de não incluir as linhas de $1\mu m$. Para determinar este valor são necessários espectros de maior resolução no UV.
- A comparação dos perfis das linhas da BLR mostrou uma significativa unicidade entre os valores das larguras das linhas de Fe II, O I e Ca II, sugerindo uma mesma região de formação para estas linhas. Por outro lado o resultado na comparação das larguras das linhas de Fe II e $\text{Pa}\beta$ mostrou que esta última é sistematicamente mais larga que a primeira. Isso indica que estas duas linhas não compartilham o mesmo sítio de formação. Supondo um movimento virializado, os resultados sugerem uma estratificação da BLR, onde as linhas de Fe II são formadas em uma região duas vezes mais distante da fonte central do que aquela onde é formada $\text{Pa}\beta$.

A importância dos resultados acima se dá pelo fato de que modelos de fotoionização que incluam a proporção adequada dos mecanismos de excitação analisados, permitirão um entendimento mais acurado do íon de Fe II, que responde por mais de 30% da emissão das linhas da BLR.

Embora tenham sido discutidos neste trabalho as propriedades físicas da emissão de Fe II na NIR e sua comparação com a região do óptico, existem diversos outros pontos que podem ser explorados para complementar e estender esta análise, tais como:

- *Ultra-emissores de Fe II*: Alguns poucos ultra-emissores de Fe II foram identificados na literatura e um estudo destes objetos merece uma atenção especial. Seriam os mecanismos físicos por trás da emissão de Fe II os mesmos que nos emissores normais? A correlação entre $R_{1\mu m}$ e R_{4570} se mantém tão forte para estes objetos? O que controla a quantidade R_{4570} ? Por que não vemos objetos com R_{4570} maiores que 5?
- *Espectroscopia multi-banda e/ou de alta-resolução*: Apesar da variabilidade não ter um impacto significativo nas medidas de emissão de Fe II em espectros obtidos em diferentes épocas, a possibilidade de obter espectros em diferentes comprimentos de onda e em uma mesma época permitiria medidas muito mais acuradas da quantidade de fótons pela qual o processo de fluorescência de $Ly\alpha$ é responsável na produção do Fe II. Além disso espectros de alta resolução da região do UV são necessários para determinar de forma acurada esta quantidade.
- *Template aprimorado*: O *template* estudado neste trabalho subestima os valores do *bump* de Fe II em $\lambda 9200$. Este *bump* é produzido exclusivamente pelo processo de fluorescência de $Ly\alpha$ e um aprimoramento dos modelos é necessário para uma correta descrição da física por trás da emissão de Fe II em AGNs.
- *Massa do buraco negro central*: Trabalhos recentes mostram que a massa do buraco negro central em AGNs pode ser determinada a partir das linhas de $Pa\beta$ e da luminosidade de $1\mu m$ (Landt et al., 2011; Dohyeong et al., 2010). Os resultados obtidos aqui mostram que existe uma correlação entre a largura das linhas de Fe II e $Pa\beta$. Isso levanta a pergunta: Seria possível derivar um estimador de massa de buraco negro a partir das linhas de Fe II?

Bibliografia

- Alloin, D. *A snapshot of the continuous emission of the active galactic nucleus in NGC 3783 from gamma-ray to radio wavelengths*, **Astronomy and Astrophysics**, v. 293, p. 293-308, Janeiro 1995.
- Antonucci, R. R. J. & Miller J. S. *Spectropolarimetry and the nature of NGC 1068.*, **Astrophysical Journal**, v. 297, n. 2, p. 621-632, Outubro 1985.
- Baldwin, J. A., Ferland, G. J., Korista, K. T., Hamann, F. & LaCluyzé, A. *The origin of FeII emission in active galactic nuclei*, **Astrophysical Journal**, v. 615, p. 610-625, Novembro 2004.
- Barth, A. J. & Shields, J. C. *LINER/HII “Transition” nuclei and the nature of NGC 4569*, **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 112, n. 772, p. 753-767, Junho 2000.
- Barth, Aaron J., Pancoast, Anna, Bennert, Vardha N., et al. *The Lick AGN Monitoring Project 2011: FeII reverberation from the outer broad-line region*, **Astrophysical Journal**, v. 769, n. 2, 13pp, Junho 2013
- Beers, T. C., Flynn, K. & Gebhardt, K., *Measures of location and scale for velocities in clusters of galaxies - A robust approach*, **Astronomical Journal**, v. 100, p. 32-46, Julho 1990.
- Bergeron, J. & Kunth, D. *Inferences from a study of FeII emission in radio-loud and radio-quiet quasars*, **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 207, p. 263-286, Março 1984.

- Bian, W-H, Huang, K., Hu, C., Zhang, L., Yuan, Q-R., Huang, K-L. & Wang, J-M. *The Variability of Optical Fe II Emission in PG QSO 1700+518*, **Astrophysical Journal**, v. 718, p. 460-466, Julho 2010..
- Blandford, L., Netzer H. & Woltjer L. *Active Galactic Nuclei*, **Saas-fee advanced course 20**, Springer-Verlag, Berlín, 1990.
- Boroson, T. *Principal component analysis of QSO properties*, **AGN Physics with the Sloan Digital Sky Survey**, v. 311, p. 3, Junho 2002.
- Boroson, T. & Green, R. E. *The emission-line properties of low-redshift quasi-stellar objects*, **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 80, n. 1, p. 109-135, Maio 1992.
- Boroson, T. & Meyers, K. A. *The optical properties of IR-selected and MG II broad absorption line quasars*, **Astrophysical Journal**, v. 397, n. 2, p. 442-451, Outubro 1992.
- Bower, G. A., Wilson, A. S., Heckman, T. M., Richstone, D. O. *Double-Peaked Broad Emission Lines in the Nucleus of M81*, **Astronomical Journal**, v. 111, p. 190-1996, Maio 1996.
- Bradley, L. D, Bouwens, R. J., Ford, H. C., et al. *Discovery of a very bright strongly lensed galaxy candidate at $z \sim 7.6$* , **Astrophysical Journal**, v. 678, p. 647-654, 2008.
- Cepa J. *The Emission-Line Universe*, **XVIII Canary Islands Winter School of Astrophysics**, Cambridge University Press, 2009.
- Collin-Souffrin, S., Joly, M., Dumont, S. & Heidmann, N. *Formation of permitted lines in the spectrum of type 1 Seyfert galaxies and quasars. II - Fe II lines and the low excitation region*, **Astronomy and Astrophysics**, v. 83, p. 190-198, Março 1980.
- Collin-Souffrin, S., Joly, M., Pequignot, D. & Dumont, S. *The emission spectrum of active galactic nuclei. II - High column density photoionization models and low ionization lines*, **Astronomy and Astrophysics**, v. 166, n. 1-2, p. 27-35, Setembro 1986.

- Cushing, M. C., Vacca, W. D. & Rayner, J. T. *SpeXtool: A Spectral Extraction Package for SpeX, a 0.8-5.5 Micron Cross-Dispersed Spectrograph*, **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 116, p. 362-376, Abril 2004.
- Dohyeong, K., Myungshin, I. & Minjin, K. *New estimators of black hole mass in active galactic nuclei with Hydrogen Paschen lines*, **Astrophysical Journal**, v. 724, p. 386-399, Novembro 2010.
- Dong, X.-B., Wang, J.-G., Ho, L. C., et al. *What Controls the FeII Strength in Active Galactic Nuclei?*, **Astrophysical Journal**, v. 736, p. 86-104, Agosto 2011.
- Doroshenko, V. T., Sergeev, S. G., Pronik, V. I. & Chuvaev, K. K. *H β and continuum variability in the Seyfert galaxy Akn 120 from Crimean observations during 1974-1990*, **Astronomy Letters**, v. 25, p. 569-581, Setembro 1999.
- Elitzur, M. & Netzer, H. *Line fluorescence in astrophysics*, **Astrophysical Journal**, v. 291, p. 464-467, Abril 1985.
- Fan, X. P. *High-Redshift Quasars Found in Sloan Digital Sky Survey Commissioning Data. IV. Luminosity Function from the Fall Equatorial Stripe Sample*, **Astronomical Journal**, v. 121, p. 54-65, Agosto 2001
- Ferland, G., Van-Hoof, P., Verner, D., et al. *Cloudy: Numerical simulation of plasmas and their spectra*, **Astrophysics Source Code Library**, record ascl:9910.001, Outubro 1999.
- Ferrarese, L. & Ford, H. *Supermassive Black Holes in Galactic Nuclei: Past, Present and Future Research*, **Space Science Reviews**, v. 116, p. 523-624, Junho 2005.
- Garcia-Rissmann, A., Rodríguez-Ardila, A., Sigut, T. A. A. & Pradhan, A. K. *Near-infrared template derived from I Zw 1 for the FeII emission in active galactic nuclei*, **Astrophysical Journal**, v. 751, p. 7-20, Maio 2012.
- Gaskell, C. M. *What broad emission lines tell us about how active galactic nuclei work*, **New Astronomy Reviews**, v. 53, p. 140-148, 2009.

- Giannuzzo, E. M. & Stirpe, G. M. *A search for variability in Narrow Line Seyfert 1 Galaxies*, **Astronomy and Astrophysics**, v.314, p.419-429, Outubro 1996.
- Goodrich, R. W. *Spectropolarimetry of 'narrow-line' Seyfert 1 galaxies*, **Astrophysical Journal**, v. 342, p. 224-234, Julho 1989.
- Graham, M. J., Clowes, R. G & Campusano, P. *A quasar with ultrastrong, ultraviolet Fe emission*, **Monthly Notices of Royal Astronomical Society**, v. 279, p. 1349-1356, 1996.
- Grandi, S. A. *FeII emission in quasars*, **Astrophysical Journal**, v. 251, p. 451-464, Dezembro 1981.
- Greenstein, J. L. & Schmidt, M. *The Quasi-Stellar radio Sources 3c 48 and 3c 273*, **Astrophysical Journal**, v. 140, p.1, Julho 1964
- Hartig, G. F. & Baldwin, J. A. *The emission-line regions in broad absorption line quasars*, **Astrophysical Journal**, v. 302, p. 64-80, Março 1986.
- Heckman, T. M. *An optical and radio survey of the nuclei of bright galaxies - Activity in normal galactic nuclei*, **Astronomy and Astrophysics**, v. 87, p. 152-164, 1980.
- Hu, C., Wang, J-M., Ho, L. C., et al. *A systematic analysis of Fe emission in quasars: evidence for inflow to the central black hole*, **Astrophysical Journal**, v. 687, p. 78-96, Novembro 2008.
- Iye, M., Ota, K., Kashikawa, N., Furusawa, et al. *A galaxy at a redshift $z = 6.96$* , **Nature**, v. 443, p. 186-188, 2006.
- Joly, M. *Formation of low ionization lines in active galactic nuclei* **Astronomy & Astrophysics**, v. 184, p. 33-42, Outubro 1987.
- Joly, M. *Relationship between FeII and radio emission in active galactic nuclei*, **Astronomy & Astrophysics**, v. 242, n. 1, p. 49-57, Fevereiro 1991.
- Joly, M. *An unsolved problem in the spectrum of quasars: the FeII emission lines*, **Annales de Physique**, Paris, v. 18, n. 3, p. 241-267, Junho 1993.

- Kaspi, S., Smith, P. I. S., Netzer, H., et al. *Reverberation measurements for 17 quasars and the Size-Mass-Luminosity Relations in active galactic nuclei*, **Astrophysical Journal**, v. 533, p. 631-649, Abril 2000.
- Khachikian, E. Y., & Weedman, D. W. *An atlas of Seyfert galaxies*, **Astrophysical Journal**, v. 192, p. 581, 1974.
- Kemhavi, A. K. & Narlikar, J. V. *Quasars and Active Galactic Nuclei: An Introduction*, **Cambridge University Press: United Kingdom**, United Kingdom, 1999.
- Kollatschny, W., Bischoff, K. & Dietrich, M. *Strong spectral variability in NGC 7603 over 20 years*, **Astronomy & Astrophysics**, v. 361, p. 901-912, Setembro 2000.
- Kollatschny, W., Zetzl, M. & Dietrich, M. *Spectral line variability amplitudes in active galactic nuclei*, **Astronomy & Astrophysics**, v. 454, n. 2, p. 459-472, Agosto 2006.
- Kovačević, J., Popović, L. Č. & Dimitrijević, M. S. *Analysis of optical Fe II emission in a sample of active galactic nucleus spectra*, **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 189, p. 15-36, Julho 2010.
- Kuehn, C. A., Baldwin, J. A., Peterson, B. M., Korista, K. T. *On the Size of the Fe II-emitting Region in the AGN Arakelian 120*, **Astrophysical Journal**, v. 673, n. 1, p. 69-77, Janeiro 2008.
- Kwan, J. & Krolik, J. H. *The formation of emission lines in quasars and Seyfert nuclei*, **Astrophysical Journal**, v. 250, p. 478-507, Novembro 1981.
- Landt, H., Bentz, M. C., Ward, M. J. et al. *The near-infrared broad emission line region of active galactic nuclei. I. The observations*, **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 174, p. 282-312, Fevereiro 2008.
- Landt, H., Bentz, M. C., Peterson, B. M., et al. *The near-infrared radius-luminosity relationship for active galactic nuclei* **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 414, p. 218-223, 2011

- Lawrence, A., Saunders, W., Rowan-Robinson, M., et al. *Extreme FeII emission from an IRAS quasar*, **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 235, p. 261-268, Novembro 1988.
- Lehnert, M. D., Nesvadba, N. P. H., Cuby, et al. *Spectroscopic confirmation of a galaxy at redshift $z = 8.6$* , **Nature**, v. 467, p. 940-942, 2010.
- Lipari, S., Macchetto, F. D., Golombek, D. *Southern IRAS quasar with extreme FeII emission*, **Astrophysical Journal**, v. 336, p. 65-76, Janeiro 1991.
- Lipari, Sebastian, Terlevich, Roberto & Macchetto, F. *Extreme optical Fe II emission in luminous IRAS active galactic nuclei*, **Astrophysical Journal**, v. 406, p. 451, Abril 1993.
- Marziani, P., Sulentic, J. W., Zamanov, R., et al. *An optical spectroscopy atlas of low-redshift active galactic nuclei*, **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 145, p. 199-211, Abril 2003.
- Matsuoka, Y., Kawara, K., & Oyabu, S., *Low-ionization emission regions in quasars: gas properties probed with broad OI and Ca lines*, **Astrophysical Journal**, v. 673, p. 62-68, Janeiro 2008.
- Meyers K. A., & Peterson, B. M. *On the asymmetry of broad-line H-beta emission in Seyfert 1 galaxies*, **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 97, p. 734-739, Agosto 1985.
- Moran, E. C., Halpern, J. P. & Helfand, D. J. *Classification of IRAS-selected X-Ray galaxies in the ROSAT All-Sky Survey*, **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 106, p. 341-398, Outubro 1996.
- Netzer, H. *Excitation of MG II and Fe II lines in quasars and Seyfert galaxies*, **Astrophysical Journal**, v. 236, p. 406-418, Março 1980.
- Netzer, H. *The formation of FeII emission lines*, **Proceedings of the Ninety-fourth IAU Colloquium**, p. 247-257, 1988.

- Netzer, H. & Wills, B. J. *Broad emission features in QSOs and active galactic nuclei. I - New calculations of Fe line strengths*, **Astrophysical Journal**, v. 275, p. 445-460, Dezembro 1983.
- Osterbrock, D. E. *Spectrophotometry of Seyfert 1 galaxies*, **Astrophysical Journal**, v. 215, p. 733-745, Agosto 1977.
- Osterbrock, D. E. *Observational Model of the Ionized Gas in Seyfert and Radio Galaxy Nuclei*, **Proceedings of the National Academy of Sciences of the USA**, v. 75, ed. 2, p. 540-544, Fevereiro 1978.
- Osterbrock, D. E. *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*, **University Science Books**, v. 422, 1989.
- Osterbrock, D. E. & Pogge, R. W. *The spectra of narrow-line Seyfert 1 galaxies*, **Astrophysical Journal**, v. 166, p. 166-176, Outubro 1985.
- Packham, C., Radomski, J. T., Roche, P. F., et al. *The Extended Mid-Infrared Structure of the Circinus Galaxy*, **Astrophysical Journal**, v. 618, p. 17-20, Janeiro 2005.
- Penston V. M. *The 'Ly α /Fe problem' - Solved by fluorescence?*, **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 229, p. 1-5, Novembro 1987.
- Peterson, B. M. *An Introduction to Active Galactic Nuclei*, **Cambridge University Press**, United Kingdom, 1997.
- Peterson, B. M., Wanders, I., Bertram, R., et al. *Optical continuum and emission-line variability of Seyfert 1 galaxies*, **Astrophysical Journal**, v. 501, p. 82-93, Julho 1998.
- Peterson, B. M., Wanders, I., Bertram, R., Hunley, J.s F., Pogge, R. W. & Wagner, R. M. *Optical Continuum and Emission-Line Variability of Seyfert 1 Galaxies*, **Astrophysical Journal**, v. 501, p. 82-93, 1999.
- Peterson, B. M. & Wandel, A. *Keplerian motion of broad-line region gas as evidence for supermassive black holes in active galactic nuclei*, **Astrophysical Journal**, v. 521, p. 95-98, Agosto 1999.

- Peterson, B. M., Ferrarese, L., Gilbert, K. M., et al. *Central Masses and Broad-Line Region Sizes of Active Galactic Nuclei. II. A Homogeneous Analysis of a Large Reverberation-Mapping Database* **Astrophysical Journal**, v. 613, p. 682-699, Outubro 2004.
- Phillips, M. M. *Permitted Fe II emission in Seyfert 1 galaxies and QSOs. II - The excitation mechanism*, **Astrophysical Journal**, v. 226, p. 736-752, Dezembro 1978.
- Phillips, M. M. *A compilation of oscillator strengths for selected Fe II transitions*, **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 39, p. 377-388, Março 1979.
- Pier, E. A. & Krolik, J. H. *Infrared spectra of obscuring dust tori around active galactic nuclei. I - Computational method and basic trends*, **Astrophysical Journal**, v. 401, p.99-109, Fevereiro 1992.
- Pogge, R. W. & Owen, J. M. OSU International Report 93-01, 1993.
- Popovic, L. C., Mediavilla, E., Bon, E., Ilic, D. *Contribution of the disk emission to the broad emission lines in AGNs: Two-component model*, **Astronomy and Astrophysics**, v. 423, p. 909-918, Setembro 2004.
- Popovic, L. C., Smirnova, A. A., Kovacevic, J., Moiseev, A. V. & Afanasiev, V. L. *Three-dimensional spectroscopic study of the line-emitting regions of Mrk 493*, **Astronomical Journal**, v. 137, p. 3548-3557, Março 2009.
- Radomski, James T., Packham, Christopher, Levenson, N. A., et al. *Gemini imaging of mid-infrared emission from the nuclear region of centaurus A*, **Astrophysical Journal**, v. 681, p.141-150, Julho 2008.
- Rayner, J. T., Toomey, D. W., Onaka, P. M. et al. *SpeX: A Medium-Resolution 0.8-5.5 Micron Spectrograph and Imager for the NASA Infrared Telescope Facility*, **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 115, p. 362-382, Março 2003.
- Riffel, R. A., Rodríguez-Ardila, A. & Pastoriza, M. G. *A 0.8-2.4 μm spectral atlas of active galactic nuclei*, **Astronomy and Astrophysics**, v. 457, p. 61-70, Outubro 2006b.

- Riffel, R. A., Storchi-Bergmann, T., Winge, C. & Barbosa, F. K. B. *Gemini near-infrared integral field spectroscopy of the narrow line region of ESO428-G14: kinematics, excitation and the role of the radio jet*, **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 373, p. 2-12, Novembro 2006a.
- Rodríguez-Ardila, A., Pastoriza, M. G. & Donzelli, C. J. *Seyfert 1 and Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies*, **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 126, n. 1, p. 63-78, Janeiro 2000.
- Rodríguez-Ardila, A., Viegas, S. M., Pastoriza, M. G. & Prato, L. *Infrared Fe II Emission in Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies.*, **Astrophysical Journal**, v. 565, p. 140-154, Janeiro 2002.
- Rodríguez-Pascual, P. M., Alloin, D., Clavel, J., et al. *Steps toward Determination of the Size and Structure of the Broad-Line Region in Active Galactic Nuclei. IX. Ultraviolet Observations of Fairall 9*, **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 110, p. 9-20, Maio 1997.
- RUDY, R. J., MAZUK S., PUETTER R. C., & HAMANN F. *The 1 micron Fe II lines of the Seyfert galaxy I Zw 1*, **Astrophysical Journal**, v. 539, p. 166-171, Agosto 2000.
- Sargent W. L. W. *A luminous compact galaxy with strong Fe II emission lines*, **Astrophysical Journal**, v. 152, p. 31-35, Abril 1968.
- Schmidt, M. *3C 273 : A star-like object with large redshift*, **Nature**, v. 197, p. 1040, 1963.
- Seyfert, C. K. *Nuclear Emission in spiral nebulae*, **Astrophysical Journal**, v. 97, p. 28, 1943.
- Shapovalova, A. I., Popovic, L. C., Burenkov, A. N., et al. *spectral optical monitoring of the narrow-line Seyfert galaxy Ark 564*, **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 202, p. 22-44, Setembro 2012.
- Shields, J. C. *Normal O stars in dense media generate LINERs*, **Astrophysical Journal Letters**, v. 399, p. 27-30, Outubro 1992.

- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P. & Davis, M. *Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds*, **Astrophysical Journal**, v. 500, p. 525, June 1998.
- Sigut, T. A. A., & Pradhan, A. K. *Ly α fluorescent excitation of FeII in active galactic nuclei*, **Astrophysical Journal**, v. 499, p. 139-142, Junho 1998.
- Sigut, T. A. A., & Pradhan, A. K., *Predicted FeII emission-line strengths from active galactic nuclei*, **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 145, p. 15-37, Março 2003.
- Sigut, T. A. A., Pradhan, A. K., & Nahar, S. N., *Theoretical FeI-III emission-line strength from active galactic nuclei with broad-line regions*, **Astrophysical Journal**, v. 611, p. 81-92, Agosto 2004.
- Sluse, D., Claeskens, J.-F., Hutsemékers, D. & Surdej, J. *Multi-wavelength study of the gravitational lens system RXS J1131-1231. III. Long slit spectroscopy: micro-lensing probes the QSO structure*, **Astronomy and Astrophysics**, v. 468, p. 885-901, Junho 2007.
- Storchi-Bergmann, T., Baldwin, J. A. & Wilson A. S. *Double-peaked broad line emission from the LINER nucleus of NGC 1097*, **Astrophysical Journal Letters**, v. 410, p. 11-L14, 1993.
- Storchi-Bergmann, T. et al. *Extended gas in Seyfert galaxies: near-infrared observations of NGC 2110 and Circinus*, **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 304, n. 1, p. 35-46, 1999.
- Sulentic, J. W., Zwitter, T., Marziani, P. & Dultzin-Hacyan, D. *Eigenvector 1: An Optimal Correlation Space for Active Galactic Nuclei*, **Astrophysical Journal**, v. 536, p. 5-9, Junho 2000.
- Tristram, K. R. W., Meisenheimer, K., Jaffe, W., et al. *Resolving the complex structure of the dust torus in the active nucleus of the Circinus galaxy*, **Astronomy and Astrophysics**, v. 474, p. 837-850, Novembro 2007.

- Urry, C. M. & Padovani, P. *Unified schemes for radio-loud active galactic nuclei*, **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 107, p. 803-846, Setembro 1995.
- Wang, T.-G., Zhou, Y.-Y., Gao, A.-S. *Relation between the optical FeII emission and ultraviolet sSpectra in active galactic nuclei*, **Astrophysical Journal**, v. 457, p. 111-117, Janeiro 1996.
- Wang, J., Wei, J. Y. & He, X. T. *Variability of optical FeII complex in narrow-line Seyfert 1 galaxy NGC 4051*, **Astronomy and Astrophysics**, v. 436, p. 417-426, Junho 2005.
- Wilkes, B. J., Elvis, M. & McHardy, I. *Is optical Fe II emission related to the soft X-ray properties of quasars?*, **Astrophysical Journal**, v. 321, p. 23-27, Outubro 1987.
- Wills, B. J., Netzer, H. & Wills, D. *Broad emission features in QSOs and active galactic nuclei. II - New observations and theory of FeII and HI emission*, **Astrophysical Journal**, v. 288, p. 94-116, Janeiro 1985.
- Winge, C., Storchi-Bergmann, T., Ward, M. J. & Wilson, A. S. *Extended gas in Seyfert galaxies: near-infrared observations of 15 active nuclei*, **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford, v. 316, p. 1-18, Julho 2000.
- Wampler, E. J. & Oke J. B. *The Emission-Line Spectrum of 3c 273*, **Astrophysical Journal**, v. 148, p. 695-705, Junho 1967.
- Vacca, W. D., Cushing, M. C. & Rayner, J. T. *A Method of Correcting Near-Infrared Spectra for Telluric Absorption*, **The Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 115, p. 389-409, Março 2003.
- Verner, E. M., Verner, D. A., Korista, K. T., Ferguson, J. W., Hamann, F. & Ferland, G. J. *Numerical simulations of FeII emission spectra*, **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 120, p. 101-112, Janeiro 1999.
- Véron-Cetty, M.-P. 1, Joly, M., & Véron, P. *The unusual emission line spectrum of I Zw 1*, **Astronomy & Astrophysics**, v. 417, p. 515-525, Janeiro 2004.

- Vstergaard, M. & Peterson, B. M. *Variability of Fe II Emission Features in the Seyfert 1 Galaxy NGC 5548*, **Astrophysical Journal**, v. 625, n. 2, p. 688-698, Junho 2005.
- Vstergaard, M. & Wilkes, B. J. *An empirical ultraviolet template for iron emission in quasars as derived from I Zwicky 1*, **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 134, p. 1-33, Maio 2001.
- Xia, X.-Y., Mao, S., Wu, H., Zheng, Z., Boller, Th., Deng, Z.-G. & Zou, Z.-L. *Ultra-luminous IRAS galaxy 10026+4347*, **Astronomy & Astrophysics**, v. 341, p. 13-16, Janeiro 1999.
- Zhou H., Wang T., Yuan W. et al. *A comprehensive study of 2000 narrow-line Seyfert 1 galaxies from the Sloan Digital Sky Survey. I. The sample*, **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 166, p. 127-153, Setembro 2006.