

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

**A DISTRIBUIÇÃO E CINEMÁTICA DO GÁS EM MRK 766
VISTAS EM DETALHES A PARTIR DE OBSERVAÇÕES
NO INFRAVERMELHO**

DISSERTAÇÃO DE MESTRADO

Astor João Schönell Júnior

Santa Maria, RS, Brasil

2013

PPGF/UFSM, RS

SCHÖNELL, Astor João Júnior

Mestre

2013

**A DISTRIBUIÇÃO E CINEMÁTICA DO GÁS EM MRK 766
VISTAS EM DETALHES A PARTIR DE OBSERVAÇÕES NO
INFRAVERMELHO**

Astor João Schönell Júnior

Dissertação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física, Área de Concentração em Astronomia, da Universidade Federal de Santa Maria (UFSM, RS), como requisito parcial para obtenção do grau de **Mestre em Física.**

Orientador: Prof. Rogemar A. Riffel

Santa Maria, RS, Brasil

2013

**Universidade Federal de Santa Maria
Centro de Ciências Naturais e Exatas
Programa de Pós-Graduação em Física**

A Comissão Examinadora, abaixo assinada,
aprova a Dissertação de Mestrado

**A DISTRIBUIÇÃO E CINEMÁTICA DO GÁS EM MRK 766 VISTAS EM
DETALHES A PARTIR DE OBSERVAÇÕES NO INFRAVERMELHO**

elaborada por
Astor João Schönell Júnior

como requisito parcial para obtenção do grau de
Mestre em Física

COMISSÃO EXAMINADORA:

Rogemar A. Riffel, Dr.
(Presidente/orientador)

Oli Luiz Dors Junior, Dr. (UNIVAP)

Sandro Barboza Rembold, Dr. (UFSM)

Santa Maria, 22 de fevereiro de 2013.

“O aspecto mais triste da vida de hoje é que a ciência ganha em conhecimento mais rapidamente que a sociedade em sabedoria.”

(Isaac Azimov)

Aos meus pais,
maiores incentivadores e inspirações da minha vida.

Ao meu irmão,
pela paciência diária e pelas inúmeras risadas
proporcionadas.

AGRADECIMENTOS

Primeiramente gostaria de citar o meu orientador prof. Dr. Rogemar A. Riffel. Agradeço por tornar tudo isso possível, pelas inúmeras horas de dedicação e incentivo, pelo imenso compartilhamento do saber e principalmente pela infinita paciência, pois sabemos o quão desgastante essa caminhada pode se tornar.

Gostaria de deixar registrado a importância do Programa de Pós-Graduação em Física da UFSM, entidade que abrigou e deu chances do meu trabalho se desenvolver. Aos coordenadores e vice coordenadores que sempre apoiaram e se dedicaram à Pós-Graduação. E a Saionara, que resolveu tantos problemas sempre da melhor maneira possível.

Ao órgão que me financiou durante estes 2 anos, o Instituto Nacional de Ciência e Tecnologia em Astrofísica (INCT-A).

Aos colegas de laboratório, mas principalmente ao meu colega e amigo Marlon R. Diniz, com quem dividi a mesa dos computadores e principalmente risadas, conversas, viagens e pelas incontáveis ajudas durante o decorrer desse trabalho, conte sempre comigo.

Aos meus pais, por fazerem tudo isso acontecer da maneira mais tranquila possível. Ao meu pai, pela calma e tranquilidade, nunca deixando transparecer qualquer tipo de receio ou preocupação com a minha capacidade de desenvolver esse mestrado. À minha mãe, pelos tantos sermões sobre responsabilidade nas datas de entregas e infinitas perguntas sobre o trabalho que ela nem se quer entende mas pergunta com entusiasmo e curiosidade. Ao meu irmão por afirmar que nada que eu estudo existe, que fico no laboratório inventando coisas para publicar, isso ainda me deixa brabo! Mas compensa com o carinho e risadas, esse piá me sai com cada uma! Amo todos incondicionalmente.

Aos meus amigos, do Jardim Lindóia até os mais distantes lá no Parque Pinheiro Machado (segundo ele o maior parque residencial em extensão da América Latina). Aos amigos do grupo dos “Embalos de Sábado a noite” como gostamos de brincar, sempre preocupados e incentivando. Se fosse citar o nome de todos amigos importantes nessa caminhada faltaria espaço nesse trabalho.

Às inúmeras amizades e parcerias desenvolvidas durante esses dois anos.

A cada conhecido e familiar que sempre que podia me perguntava sobre o trabalho e me incentivava a continuar nessa caminhada.

A todos vocês, o meu obrigado!

RESUMO

Dissertação de Mestrado
Programa de Pós-Graduação em Física
Universidade Federal de Santa Maria

A DISTRIBUIÇÃO E CINEMÁTICA DO GÁS EM MRK 766 VISTAS EM DETALHES A PARTIR DE OBSERVAÇÕES NO INFRAVERMELHO

AUTOR: ASTOR JOÃO SCHÖNELL JÚNIOR

ORIENTADOR: ROGEMAR A. RIFFEL

Data e Local da Defesa: Santa Maria, 22 de fevereiro de 2013.

Mapeamos as distribuições de fluxos de linhas de emissão e suas razões bem como a cinemática do gás nos 450 pc centrais da galáxia Seyfert Mrk 766 usando espectroscopia de campo integral (IFS) na região do infravermelho próximo nas bandas J e K_l obtidas com o instrumento NIFS do telescópio Gemini-Norte com uma resolução espacial de ≈ 60 pc e resolução espectral de ≈ 40 km s⁻¹.

As distribuições de fluxos das linhas de emissão de Pa β e Br γ se estendem até ≈ 300 pc do núcleo em todas as direções, enquanto a emissão do [Fe II] se estende até uma distância similar, porém, mais concentrada ao longo do PA $\approx 130^\circ$. As linhas coronais traçadas pelo [S IX] são resolvidas, apresentando emissão até ≈ 150 pc do núcleo. A emissão do H₂ molecular é estendida também a ≈ 300 pc do núcleo, mas, ao longo do PA $\approx 50^\circ$, aproximadamente perpendicular a orientação da emissão do [Fe II]. O gás H₂ tem uma temperatura de excitação $T_{exc} = 2360 \pm 45$ K e sua emissão é dominada por processos térmicos, principalmente devido a aquecimento do gás por raios-X provenientes do núcleo ativo. A emissão do [Fe II] também parece ser produzida por esses processos térmicos, mas com uma importante contribuição dos choques, assim como evidenciado pela razão [Fe II]/[P II] e por aumentos na dispersão de velocidades associados com o jato rádio. e a estrutura rádio.

O campo de velocidades do gás é dominado por rotação, e o ajuste de um modelo de órbitas circulares no plano da galáxia nos dá um ângulo de posição de 59° para a linha dos nós, o que parece ser aproximadamente a orientação da alongação da emissão do H₂. Este fato, combinado com a baixa dispersão de velocidades do H₂ é consistente com emissão de gás localizado no plano da galáxia e sua associação com a alimentação do buraco negro supermassivo. Há aproximadamente $10^3 M_\odot$ de H₂ quente, implicando em $\approx 10^9 M_\odot$ de gás molecular frio no interior dos 450 pc centrais. Por outro lado, a maior dispersão de velocidades para o [Fe II] (150 km s⁻¹) a sudeste do núcleo, e a presença tanto de blueshifts quanto redshifts nos mapas de fluxo para diferentes velocidades nas correspondentes localizações, apoiam a presença de um outflow a sudeste, orientado próximo ao plano do céu. A taxa de outflow de gás ionizado é estimada em $2.18 M_\odot \text{ ano}^{-1}$ e sua potência em $0.011 L_{bol}$.

As distintas distribuições de fluxo e cinemática do H₂ e do [Fe II], com o primeiro mais restrito ao plano da galáxia e em rotação e o segundo relacionado com o jato rádio e em outflow são características comuns de 8 galáxias Seyferts (ESO 428-G14, NGC4051, NGC 7582, NGC 4151, Mrk 1066, Mrk 1157, Mrk 79 e Mrk 766) que foram estudadas por nosso grupo até agora, usando IFS e 2 outras (Circinus e NGC 2110) usando esoelectroscopia de fenda longa. Estes resultados apoiam a conclusão de que a emissão do H₂ é um traçador da alimentação do núcleo ativo, enquanto o [Fe II] é um traçador de seu feedback.

Palavras-chave: Galáxias Seyfert. Cinemática. Espectroscopia. Infravermelho. Mrk 766

ABSTRACT

Dissertação de Mestrado
Programa de Pós-Graduação em Física
Universidade Federal de Santa Maria

THE KINEMATICS AND THE FLUX DISTRIBUTION IN MRK 766 SEEN IN DETAILS FROM INFRARED OBSERVATIONS

AUTOR: ASTOR JOÃO SCHÖNELL JÚNIOR

ORIENTADOR: ROGEMAR A. RIFFEL

Data e Local da Defesa: Santa Maria, 22 de fevereiro de 2013.

We have mapped emission-line flux distributions and ratios as well as the gaseous kinematics of the inner 450 pc radius of the Seyfert galaxy Mrk 766 using integral field near-IR J- and K_I -band spectra obtained with the Gemini North instrument NIFS at a spatial resolution of ≈ 60 pc and velocity resolution of ≈ 40 km s $^{-1}$.

Emission-line flux distributions in Pa β and Br γ extend to ≈ 300 pc from the nucleus in all directions, while the [Fe II] emission is extended to a similar distance but mostly along PA $\approx 130^\circ$. The coronal lines traced by [S IX] are resolved, presenting emission up to ≈ 150 pc from the nucleus. The molecular H $_2$ gas emission is extended also to ≈ 300 pc from the nucleus but along PA $\approx 50^\circ$, approximately perpendicularly to the orientation of the [Fe II] emission. The H $_2$ gas has an excitation temperature $T_{exc} = 2360 \pm 45$ K and its emission is dominated by thermal processes, mainly due X-ray heating by the active nucleus. The [Fe II] emission seems also to be produced by these thermal processes, but with an important contribution from shocks, as evidenced by the correlation between enhanced [Fe II]/[P II] line ratios, the [Fe II] velocity dispersion and the radio structure.

The gas velocity field is dominated by rotation, and the fit of a circular model gives a position angle of 59° for the line of nodes, which is the approximate orientation of the extended H $_2$ emission. This fact, combined with the low H $_2$ velocity dispersion – close to the velocity resolution of the data – supports a location of the H $_2$ emitting gas in the galaxy plane, and its association with the feeding of the supermassive black hole. There is about $10^3 M_\odot$ of hot H $_2$, implying $\approx 10^9 M_\odot$ of cold molecular gas in the inner 450 pc radius. On the other hand, the higher velocity dispersion (150 km s $^{-1}$) for [Fe II] to the southeast of the nucleus, and the presence of both blueshifts and redshifts in the channel maps at the corresponding locations, supports the presence of an outflow to the southwest with an axis lying close to the plane of the sky. The ionized gas outflow rate is estimated to be $2.18 M_\odot$ yr $^{-1}$, and the power of the outflow $0.011 L_{bol}$.

The distinct flux distributions and kinematics of the H $_2$ and [Fe II] emitting gas, with the first more restricted to the plane of the galaxy and in rotation and the second related with the radio jet and in outflow are common characteristics of 8 Seyfert galaxies (ESO 428-G14, NGC 4051, NGC 7582, NGC 4151, Mrk 1066, Mrk 1157, Mrk 79 and Mrk 766) we have studied so far using similar integral-field observations and 2 others (Circinus and NGC 2110) using long-slit observations. These results support the conclusion that the H $_2$ emission is tracer of the AGN feeding, while the [Fe II] is a tracer of its feedback.

Keywords: Seyfert Galaxies. Kinematics. Spectroscopy. Infrared. Mrk 766

LISTA DE FIGURAS

Figura 1 – Modelo Unificado	16
Figura 2 – Distribuições de Fluxos	18
Figura 3 – Inflows na NGC 4051	19
Figura 1.1 – Ilustração do princípio do AIS equipado com três slices.	22
Figura 1.2 – Imagem flat-field obtida com o NIFS.	23
Figura 1.3 – Imagem da máscara de Ronchi obtida com o NIFS.	24
Figura 1.4 – Imagem da lâmpada padrão - ArXe.	25
Figura 2.1 – Gaussianas e séries de Gauss hermite.	27
Figura 2.2 – Exemplo ilustrado da construção dos channel maps.	30
Figura 2.3 – Figura da distribuição de pontos de velocidade.	33
Figura 3.1 – Imagens da galáxia Mrk 766.	34
Figura 3.2 – Espectros retirados de Leste para Oeste das bandas J e K.	35
Figura 3.3 – Espectros retirados de Norte para Sul das bandas J e K.	36
Figura 3.4 – Mapas de fluxo.	39
Figura 3.5 – Mapas de avermelhamento e razões entre linhas.	41
Figura 3.6 – Mapas de velocidades.	42
Figura 3.7 – Mapas de erros para a velocidade radial.	43
Figura 3.8 – Mapas de dispersão de velocidades.	44
Figura 3.9 – Mapas de erros para a dispersão de velocidades.	45
Figura 3.10 – Mapas h_3	47
Figura 3.11 – Mapas de erros para o h_3	48
Figura 3.12 – Mapas h_4	49
Figura 3.13 – Mapas de erros para o h_4	50
Figura 3.14 – Channel Maps para o S	52
Figura 3.15 – Channel maps para o Fe	52
Figura 3.16 – Channel maps para o $\text{Pa}\beta$	53
Figura 3.17 – Channel maps para o H_2	53
Figura 4.1 – Níveis de energia.	55
Figura 4.2 – Diagrama diagnóstico.	57
Figura 4.3 – Gráfico para obtenção da temperatura devido a excitação térmica do H_2	58
Figura 4.4 – Estrutura rádio para a Mrk 766.	58
Figura 4.5 – Modelo de rotação	62

LISTA DE TABELAS

Tabela 3.1 – Tabela de fluxos medidos para as linhas de emissão.	38
Tabela 4.1 – Tabela de outflows.	64

SUMÁRIO

RESUMO	6
ABSTRACT	7
INTRODUÇÃO	12
Classificação dos AGNs	12
Quasares e QSOs	12
Seyferts	13
Rádio-Galáxias	14
Blazares	15
LINERS	15
Modelo Unificado	15
Espectroscopia IFU de AGNs no infravermelho	17
Objetivos	20
1 OBTENÇÃO E REDUÇÃO DE DADOS	21
1.1 O instrumento NIFS	21
1.2 Observações	21
1.3 Redução de Dados	22
1.3.1 Remoção da corrente de escuro	23
1.3.2 Divisão por flat-field	23
1.3.3 Correção por distorção espacial	24
1.3.4 Calibração em comprimento de onda	24
1.3.5 Subtração do Céu	25
1.3.6 Remoção de absorções telúricas	26
1.3.7 Calibração em Fluxo	26
1.3.8 Construção dos Cubos de Dados	26
2 METODOLOGIA	27
2.1 Diferenciando séries de Gauss-Hermite de Gaussianas	28
2.2 Construção dos mapas bidimensionais	28
2.3 Construção dos <i>Channel Maps</i>	29
2.4 Construção do Mapa do avermelhamento	29
2.5 Construção dos mapas de razões de fluxo	31
2.6 O modelo de rotação	31
3 RESULTADOS	34
3.1 Emissão contínua e espectros	34
3.2 Mapas de fluxo para as linhas de emissão	37
3.3 Mapas de razões de linhas	40
3.4 Cinemática do Gás	41
3.4.1 Mapas de fluxos em diferentes velocidades	51
4 DISCUSSÕES	54
4.1 Excitação do gás	54
4.1.1 Níveis de energia na molécula de H ₂	54
4.1.2 A emissão do H ₂	55
4.1.3 A emissão do [Fe II]	56
4.1.4 Emissão das linhas coronais	59
4.2 Massa de gás ionizado e de gás molecular	59
4.3 Massa do buraco negro	60
4.4 Cinemática do gás	61
4.4.1 Taxa de outflow	63
5 CONCLUSÕES	65

5.1 Perspectivas	66
REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS.....	67

INTRODUÇÃO

A nossa galáxia é uma galáxia espiral normal típica, e foi classificada assim graças ao sistema desenvolvido por Edwin Powell Hubble (1899-1953). Porém, certas galáxias possuem algumas características que as diferenciam das “normais”. Existe um grupo de galáxias que emite uma quantidade excepcional de energia a partir de seu núcleo, com um espectro não térmico, capaz de ofuscar o brilho da galáxia hospedeira. A emissão nuclear destas galáxias não pode ser explicada somente pela emissão de estrelas. Estes objetos são chamados de galáxias ativas - diz-se que eles possuem um núcleo ativo (AGN - Active Galactic Nuclei). As galáxias ativas possuem algumas características marcantes que as diferenciam das normais:

- Alta luminosidade
- Contínuo dominado por emissão não-térmica (entende-se *emissão térmica* a emissão proveniente de estrelas);
- Rápida variabilidade no contínuo e linhas de emissão (dias/horas);
- Alto contraste de brilho entre o núcleo e a galáxia hospedeira;
- Linhas de emissão intensas, largas ($\approx 10000 \text{ km s}^{-1}$) em alguns casos.

Classificação dos AGNs

Os AGNs podem ser classificados em categorias de acordo com suas características espectrais e fotométricas em: Quasares, QSOs, Seyferts, Rádio-Galáxias, LINERS e Blazares. É importante ressaltar que nem sempre todas as características listadas acima são observadas para todas as classes morfológicas.

Quasares e QSOs

Os Quasares (Quasi-stellar radio sources) e os QSOs (Quasi-stellar Objects) formam as categorias mais luminosas de AGNs, com magnitudes absolutas nucleares $M_B < -21.5 + 5 \log h_0$, onde h_0 é a constante de Hubble normalizada ($H_0/100$), de acordo com um critério estabelecido por Schmidt e Green (1983) para diferenciar Quasares e QSOs de galáxias Seyfert. Visualmente, estes objetos apresentam uma aparência estelar não resolvida, entretanto, muitos membros dessas categorias também apresentam uma emissão difusa ao seu redor, que parece ser devida às populações estelares presentes. Isso sugere que boa parte dos QSOs e Quasares, se não todos, possuem uma galáxia ao seu redor, que geralmente não é visível, devido ao forte ofuscamento

causado por esses AGNs muito luminosos. A diferença essencial entre os QSOs e os Quasares, que justifica a divisão desses objetos em duas categorias distintas, é que os primeiros não apresentam emissão em rádio muito significativa (são ditos *radio-quiet*), ao passo que os últimos são fortes emissores em rádio (ditos *radio-loud*). Com exceção da emissão em rádio, os QSOs e os Quasares apresentam características espectrais bastante similares, dentre os quais pode-se destacar (Peterson, 1997):

- Intenso contínuo não térmico, variável no tempo, na forma de uma lei de potência;
- Intenso fluxo na região espectral do ultravioleta, formando uma assinatura espectral conhecida como *big blue bump*;
- Linhas de emissão bastante largas, cobrindo uma ampla faixa de ionização.

É bastante comum nos Quasares que a emissão em rádio venha de dois lobos diametralmente opostos, localizados em regiões consideravelmente afastadas do AGN central. Em alguns casos, uma fraca emissão óptica também pode ser detectada nesses lobos. É frequente que linhas de emissão de alta ionização como O VI λ 1035, NV λ 1240 e [Ne V] λ 3426, por exemplo, sejam detectadas nos espectros desses objetos. Apesar da diferença no que se refere à emissão em rádio, atualmente é bastante comum que os Quasares e QSOs sejam chamados, unicamente, de Quasares.

Seyferts

As galáxias Seyfert são AGNs de menor luminosidade, com $M_B > -21.5 + \log h_0$, de acordo com o critério estabelecido por Schmidt e Green (1983), já mencionado anteriormente. Esses objetos possuem núcleos com aparências similares às de Quasares, mas, nesses casos, a galáxia hospedeira é claramente detectável. Morfologicamente, os membros dessa categoria possuem a aparência de galáxias espirais comuns, com um núcleo bastante brilhante, que apresenta fortes linhas de emissão de alta ionização. Diversos estudos (Adams; Tang, 1977; Heckman, 1978) mostraram que a maior parte das galáxias Seyfert, senão todas, são espirais. As características espectrais das Seyferts são bastante similares às do QSOs, embora menos intensas e com linhas de emissão com grau de ionização ligeiramente menor. Essa categoria engloba, apenas, AGNs do tipo *radio-quiet*. As galáxias Seyfert se subdividem em dois grandes grupos, de acordo com uma divisão primeiramente estabelecida por Khachikian e Weedman (1974): as Seyfert de tipo 1 e as Seyfert de tipo 2.

Os objetos de tipo 1 apresentam linhas de emissão permitidas bastante alargadas, com valores típicos de FWHM (*Full Width at Half Maximum*) da ordem de 10000 km s^{-1} , e linhas proibidas mais estreitas, com valores de FWHM na faixa de $200 \text{ km s}^{-1} < \text{FWHM} < 900 \text{ km s}^{-1}$, sendo que, na maioria dos casos, $\text{FWHM} = 350 - 400 \text{ km s}^{-1}$ (Peterson, 1997). Os objetos de tipo 2, por outro lado, apresentam, apenas, linhas estreitas com valores de FWHM comparáveis aos das linhas estreitas dos objetos de tipo 1. Dessa forma, pode-se dizer que, embora as linhas

estreitas dessa categoria de AGNs apresentem valores consideravelmente menores do que as linhas mais alargadas, elas ainda são mais largas do que as vistas em vários outros tipos de objetos, como galáxias *Starburst* ou regiões HII (Peterson, 1997). Baseando-se na aparência dos espectros ópticos, Osterbrock (1981) introduziu as subcategorias Seyfert 1.5, 1.8 e 1.9 para esse tipo de AGNs. As galáxias Seyfert 1.9 apresentam uma fraca componente alargada, apenas, na linha $H\alpha$. Nas galáxias Seyfert 1.8, as componentes largas também são bastante fracas, mas detectadas tanto em $H\alpha$ quanto em $H\beta$. Por fim, as galáxias Seyfert 1.5 apresentam componentes largas e estreitas das linhas de emissão com intensidades comparáveis.

Rádio-Galáxias

As rádio-galáxias costumam ser consideradas como as análogas *radio loud* das galáxias Seyfert. A luminosidade e as características espectrais desses objetos são bastante similares às das Seyferts, com a diferença de que essas galáxias são fortes emissoras em rádio. Assim como no caso das Seyferts, as rádio-galáxias se dividem em duas subcategorias, de acordo com a largura das linhas de emissão visíveis em seus espectros: as *broad-line radio galaxies* (BLRG), que apresentam linhas permitidas mais alargadas e linhas proibidas estreitas em seus espectros, e as *narrow-line radio galaxies* (NLRG), que possuem apenas linhas estreitas em seus espectros. Apesar das semelhanças espectrais e fotométricas em relação às galáxias Seyfert, existem algumas diferenças entre essas duas categorias de AGNs, além da questão relacionada à emissão em rádio. Uma dessas diferenças é que quase todas as BLRGs possuem perfis de H I compostos (com componentes largas e estreitas com intensidades similares). Esse padrão é geralmente encontrado em galáxias Seyfert 1.5, mas outras Seyferts com linhas largas (como Seyferts 1, 1.8 e 1.9) não apresentam tal característica. As componentes largas das linhas das galáxias Seyfert 1 também costumam ser menos alargadas do que as das BLRGs. Além disso, as Seyferts 1 tendem a apresentar linhas largas, razoavelmente intensas, de Fe II em seus espectros, ao passo que, nas BLRGs, tais linhas costumam ser muito menos intensas. Por fim, a razão das intensidades das componentes largas das linhas $H\alpha$ e $H\beta$ é, em média, maior em BLRGs do que em Seyferts 1. As rádio-galáxias e as Seyferts também apresentam uma diferença fundamental no que se refere às propriedades da galáxia ao redor do AGN central. Enquanto as galáxias Seyfert costumam ser espirais, conforme mencionado anteriormente, as rádio-galáxias, geralmente, são elípticas. Algumas dessas, inclusive, podem ser classificadas como elípticas gigantes de tipo cD, que costumam ser encontradas nos centros de aglomerados de galáxias. Assim como os Quasares, as rádio-galáxias podem apresentar estruturas estendidas emissoras em rádio. Tais estruturas podem ser divididas em duas classes de luminosidade (Fanaroff; Riley, 1974). A classe FR I engloba fontes em rádio mais fracas, que são mais brilhantes no centro e apresentam um decréscimo no brilho superficial em direção às bordas. A classe FR II, por outro lado, inclui fontes em rádio mais intensas, com as bordas brilhantes, e que também podem apresentar regiões de maior brilho imersas na própria estrutura da emissão estendida (Peterson, 1997).

Blazares

Os Blazares são, frequentemente, subdivididos em OVVs (Optically Violent Variables) e Objetos BL Lac. Os OVVs são AGNs que apresentam uma variabilidade no contínuo em todos os comprimentos de onda nos quais eles são observados. Tal variabilidade é anormalmente grande (com $\Delta m \geq 0.1$ mag, por exemplo, na região espectral do visível) e ocorre em escalas de tempo bastante curtas (em alguns casos, tão curtas quanto 1 dia, por exemplo). Todos os OVVs são emissores em rádio, ou seja, são *radio-loud*. Os objetos BL Lac são uma outra categoria de AGNs que apresentam, essencialmente, as mesmas propriedades dos OVVs, mas com uma diferença marcante: a ausência de fortes linhas de absorção ou de emissão em seus espectros. Fracas absorções estelares e linhas de emissão nebulares podem, entretanto, ser ocasionalmente observadas em espectros com alta razão sinal ruído (Peterson, 1997).

LINERS

Os LINERs (*Low Ionization Nuclear Emission-line Regions*) são a classe de mais baixa luminosidade nuclear entre os AGNs. Espectroscopicamente, eles lembram um núcleo Seyfert 2, exceto pelas linhas de baixa ionização como [O I] $\lambda 6300$ e [N II] $\lambda 6548, \lambda 6583$, que são relativamente fortes. A razão de fluxo [O III] $\lambda 5007/H\beta$ é geralmente usada para distinguir galáxias Seyferts de outros tipos de AGNs (Peterson, 1997). Esse critério, porém, é pouco robusto, pois uma razão de [O III] $\lambda 5007/H\beta > 3$ é também típica de Regiões H II de baixa metalicidade. Então, Baldwin, Phillips e Terlevich (1981) mostraram que podemos distinguir LINERs, Seyferts 2 e Regiões H II a partir da razão de dois pares de linhas [N II] $\lambda 6583/H\alpha \lambda 6563$ e [O III] $\lambda 5007/H\beta \lambda 4861$ quando comparadas num diagrama diagnóstico chamado diagrama BPT (Baldwin, Phillips e Terlevich). Ainda assim, a relação entre LINERs e Seyferts não está totalmente clara. Alguns LINERs parecem ser simplesmente Seyferts com uma baixíssima luminosidade.

Modelo Unificado

Para tentar entender como se distribuem as estruturas do AGN, foi proposto um modelo unificado, que é composto pelos itens mostrados na Figura 1 e citados abaixo (Antonucci, 1993; Urry; Padovani, 1995):

- Região de formação de linhas largas (BLR): Região compacta (< 1 pc) com nuvens de gás próximas ao disco de acreção, em alta velocidade $\approx 5000 \text{ km s}^{-1}$ (largura a meia altura da linha). As linhas de emissão observadas levam a valores de densidade eletrônica média de $10^9 \text{ elétrons cm}^{-3}$ e temperatura efetiva da ordem de 10^4 K (Osterbrock; Ferland, 2006).
- Região de formação de linhas estreitas (NLR): Região extensa (10-100 pc) com nuvens de gás menos perturbadas, com velocidades entre 200 e 900 km s^{-1} (FWHM). É a única

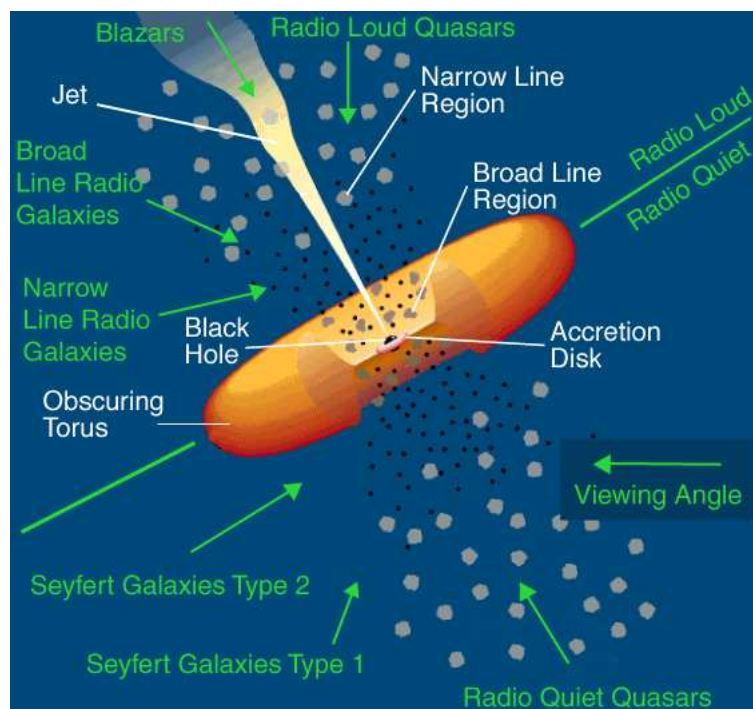


Figura 1: Modelo unificado mostrando as estruturas e diferenças entre os ângulos de visada de cada classe morfológica de AGNs. O cenário ilustrado é apenas uma representação simples de um AGN, as estruturas reais são muito mais complexas e não conseguiríamos reproduzi-las somente em uma figura. Retirado de http://www.if.ufrgs.br/thaisa/bn/09_agns.htm, acessado em 14/12/2012.

estrutura resolvida espacialmente no óptico.

- **Buraco Negro Supermassivo:** Um buraco negro é um volume no espaço no qual um corpo curvou tanto o espaço-tempo que nenhum tipo de radiação eletromagnética é capaz de escapar (Robson, 1996). Diferente dos buracos negros estelares, os buracos negros supermassivos possuem uma massa da ordem de milhões de massas solares e acredita-se existir um, pelo menos, no centro de cada galáxia que possui bojo.
- **Disco de Acreção:** Disco formado por nuvens de gás capturadas pelo campo gravitacional do buraco negro supermassivo. As nuvens de gás capturadas eventualmente começarão a colidir entre si já que estão se aproximando de suas trajetórias orbitais. Nesse processo o gás perderá energia cinética que será transformada em calor graças aos choques. Com a continuação desses processos colisionais, a órbita do gás se torna mais circular e o sistema tende a ficar mais achatado. Nesse processo o momento angular é conservado, com a componente vertical da velocidade sendo neutralizada pela conversão de energia cinética em energia potencial e por finalmente em calor. Esse disco de material aquecido e em rotação é chamado de disco de acreção.
- **Toróide:** Toro de poeira mais externo ao buraco negro e ao disco de acreção. Tem um raio interno da ordem de alguns parsecs e raio externo da ordem de 100 pc. É capaz de ofuscar a radiação proveniente do disco de acreção. Detectado espectroscopicamente e

por interferometria no infravermelho (Jaffe et al., 2004; Rodríguez-Ardila; Mazzalay, 2006; Burtscher et al., 2009; Riffel; Storchi-Bergmann; McGregor, 2009).

- Jato Rádio: Estrutura colimada e em grande escala (pode alcançar milhares de parsecs) ejetando material e radiação proveniente do núcleo ativo.

Espectroscopia IFU de AGNs no infravermelho

Abaixo descrevemos brevemente os principais resultados obtidos a partir da espectroscopia de campo integral da região central de galáxias ativas. Estes resultados são em geral pioneiros no estudo dos AGNs e demonstram a capacidade de mapear detalhes destes objetos com os espectrógrafos IFU instalados em grandes telescópios e que operam com ótica adaptativa, resultando em resoluções espaciais de alguns parsecs para a maioria dos objetos.

Utilizando as IFUs dos telescópios Gemini que operam no infravermelho próximo, revelou-se que o gás molecular e o gás ionizado apresentam diferentes distribuições de fluxos e cinemáticas no kpc central de galáxias ativas. O primeiro em geral está restrito ao plano das galáxias com sua cinemática dominada por rotação e o último associado a outflows devido a interação do jato rádio com o gás da NLR (Riffel et al. 2006-'eso428-g14'; 2008-'ngc4051'; 2009-'ngc7582'; 2010a,b - 'mrk1066', 2011 - 'mrk1157', 2013 - 'mrk79', Storchi-Bergmann et al. 2009, 2010). Adicionalmente, estes trabalhos apresentam estudos da cinemática estelar e mapearam e quantificaram pela primeira vez escoamentos de gás molecular em direção ao centro de alguns AGNs em escalas de dezenas a centenas de parsecs.

Podemos ver na Fig. 2, retirada de Storchi-Bergmann et al. (2009) as diferenças entre as distribuições de fluxos para as emissões do [Fe II] e H₂ para a galáxia NGC 4151, por exemplo. Observamos que o gás ionizado está disposto de maneira quase horizontal, seguindo o eixo do bicone de ionização (linha tracejada) do jato rádio (ver Storchi-Bergmann et al. (2009)). Já o H₂ apresenta uma distribuição completamente diferente, ao invés de estar estendido ao longo do eixo do bicone ele está praticamente perpendicular ao mesmo, aproximadamente ao longo do eixo menor da galáxia (linha tracejada-pontilhada). Quase não há emissão de H₂ no raio de $\approx 0.3''$ centrais do núcleo.

Outro resultado interessante encontrado com o NIFS obtido para a galáxia NGC 4051, está exposto na Fig. 3, onde a emissão do gás H₂ em diferentes velocidades apresenta uma estrutura curvada e alongada em blueshift a nordeste do núcleo. Essa estrutura é interpretada como um inflow de gás ao longo do braço espiral no lado distante da galáxia. Também vemos a sudoeste uma estrutura curvada e em redshift, interpretada como gás em inflow ao longo braço espiral no lado próximo da galáxia. Uma estimativa para a taxa de escoamento de matéria em direção ao centro da NGC 4051 para o H₂ quente resulta em $\dot{M} \approx 4 \times 10^{-5} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$, o que é 100 vezes menos do que a acreção nuclear necessita para alimentar o núcleo ativo da NGC 4051, apoiando a presença de um inflow adicional de gás frio não emitente. Mais detalhes deste estudo são encontrados em Riffel et al. (2008). Escoamentos de gás em direção ao AGN ao longo de

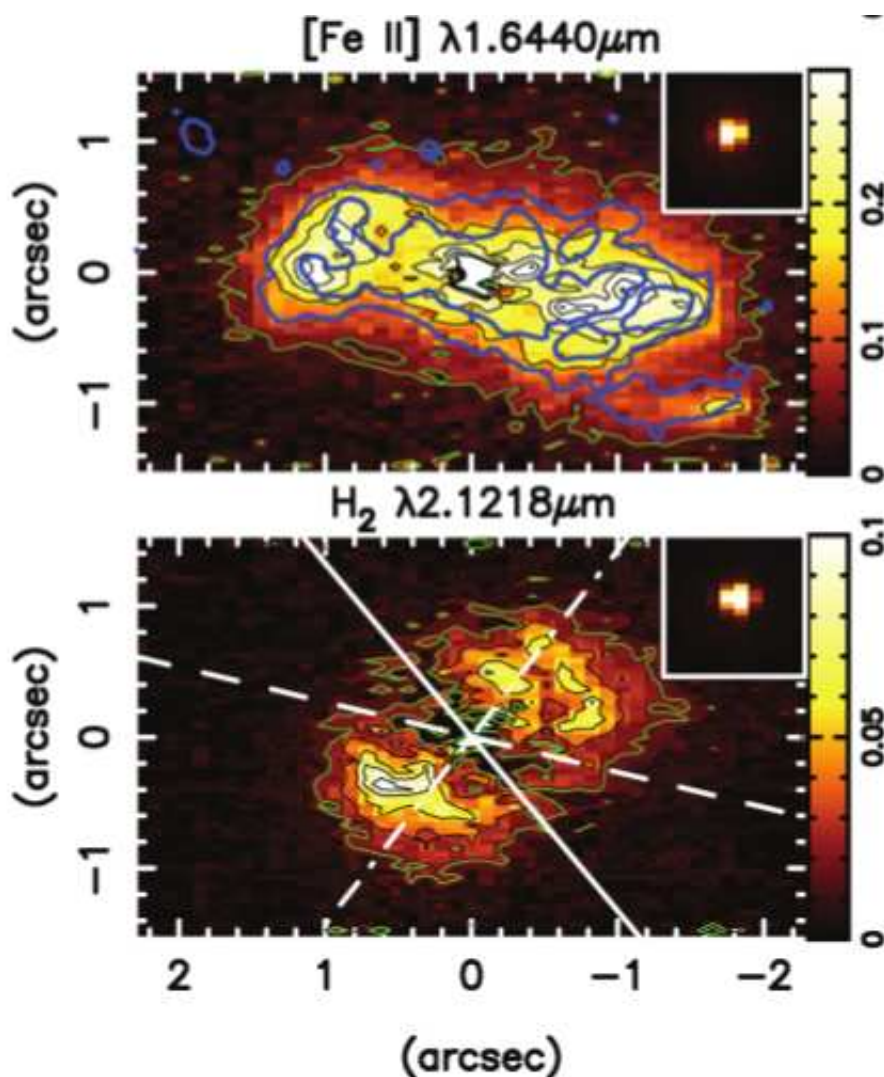


Figura 2: Distribuições de fluxo para as linhas do $[\text{Fe II}]$ e H_2 . Nesta figura o norte está a 15° no sentido anti-horário em relação ao eixo vertical positivo. O painel superior direito mostra a resolução dos dados. Os contornos em azul no painel superior são da imagem do $[\text{O III}]\lambda 5007\text{\AA}$. A linha contínua sobre o painel do $\text{H}_2\lambda 2.1218\mu\text{m}$ indica o eixo maior da galáxia, a linha tracejada a orientação do bicone e a tracejada-pontilhada a orientação da barra. Figura adaptada de Storchi-Bergmann et al. (2009).

braços espirais nucleares também forma obtidos para outros objetos a partir de observações com IFUs óticas e infravermelhas (Storchi-Bergmann et al. (2007, 2009); Fathi et al. (2006); Schnorr Müller et al. (2011); Riffel et al. (2011); Riffel e Storchi-Bergmann (2011a); Müller Sánchez et al. (2009)).

Alguns dos resultados obtidos pelo outro grupo, de Richard Davies e colaboradores mostram que não há uma clara evidência de starbursts novos (50×10^6 anos) ativos nos 10 parsecs que circundam o AGN. Por outro lado, observa-se um atraso de $\approx 100 \times 10^6$ anos entre um starburst e o começo de uma atividade de acreção do AGN. Isso pode ocorrer somente em fases em que um baixo vento estelar predomina e o gás pode então ser acrecido até pequenas escalas. Tal cenário

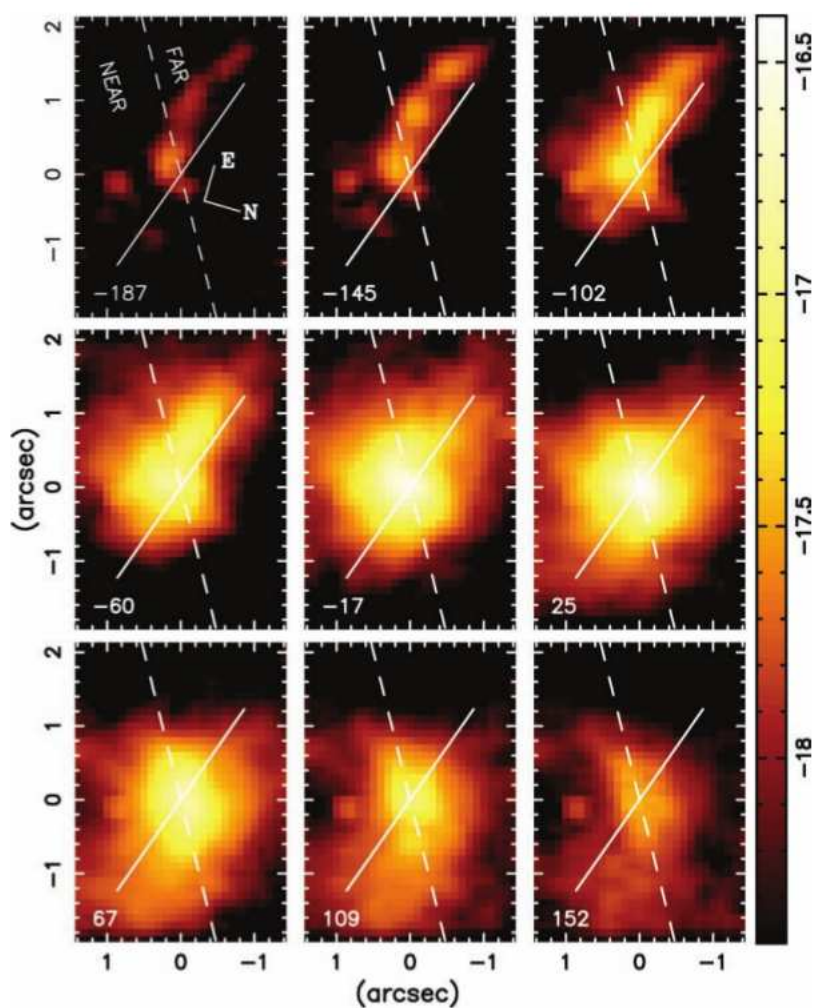


Figura 3: Distribuições de fluxos para diferentes velocidades ao longo do perfil do H_2 . A cruz marca a posição do núcleo e a escala mostrada na borda é logarítmica. O lado próximo e o lado distante da galáxia estão indicados no painel superior esquerdo. A linha tracejada mostra o eixo maior da galáxia e a linha contínua a orientação do jato rádio. Figura retirada de Riffel et al. (2008).

aponta diretamente para o link entre as propriedades dos clusters de formação estelar em escalas de 10 - 50 parsecs e as compactas estruturas observadas a 0.1 - 1 parsec. Isso também implica que o torus é uma estrutura dinâmica e complexa com propriedades ligadas provavelmente a formação estelar no núcleo. Estes fatos apontam para uma clara conexão entre os ventos estelares e a alimentação do AGN.

Observações de AGNs com o instrumento SINFONI instalado no VLT (Very Large Telescope) do ESO (European Southern Observatory) mostram que não há uma clara evidência de starbursts novos (50×10^6 anos) ativos nos 10 parsecs que circundam o AGN. Por outro lado, observa-se um atraso de 100×10^6 anos entre um starburst e o começo de uma atividade de acreção do AGN. Isso pode ocorrer somente em fases em que um baixo vento estelar predomina e o gás pode então ser acretado até pequenas escalas. Tal cenário aponta diretamente para o link entre as propriedades dos clusters de formação estelar em escalas de 10 - 50 parsecs e as compactas estruturas observadas a 0.1 - 1 parsec. Isso também implica que o torus é uma estrutura

dinâmica e complexa com propriedades ligadas provavelmente a formação estelar no núcleo. Estes fatos apontam para uma clara conexão entre os ventos estelares e a alimentação do AGN. Veja a descrição dos principais resultados para AGNs a partir de observações com o instrumento SINFONI em Davies et al. (2005).

Objetivos

Estudos detalhados de AGNs usando espectroscopia de campo integral no infravermelho são ainda raros na literatura, mas são uma boa opção pois observações nessa faixa espectral são menos afetadas por extinção interestelar devido a poeira e os instrumentos utilizados possuem ótica adaptativa, resultando em melhores resoluções espaciais. Dessa forma se faz necessário ampliar o número de objetos estudados para se chegar a um cenário para a física na região central destes objetos. Neste trabalho apresentamos um estudo detalhado da galáxia Seyfert 1 Mrk 766 usando esta técnica com os seguintes objetivos:

- Mapear as distribuições de fluxos para diferentes linhas de emissão;
- Estudar a cinemática dos gases;
- Observar a distribuição e cinemática do [Fe II] e H₂;
- Calcular a massa de gás ionizado e molecular;
- Calcular a massa do buraco negro supermassivo;
- Estudar a origem da emissão do [Fe II] e do H₂.

O capítulo 1 apresenta uma descrição sobre as observações e tratamento dos dados, no capítulo 2 apresenta-se a metodologia adotada, no capítulo 3 mostramos os resultados obtidos, os quais são discutidos no capítulo 4. No capítulo 5 mostramos as conclusões.

1 OBTENÇÃO E REDUÇÃO DE DADOS

Os dados foram obtidos através do telescópio Gemini-Norte localizado no Havaí, com o espectrógrafo de campo integral NIFS (*Near-Infrared Integral Field Spectrograph*).

1.1 O instrumento NIFS

O NIFS (McGregor et al., 2003) é um espectrógrafo de campo integral (IFU - Integral Field Unit) que atua no infra-vermelho próximo e está acoplado ao telescópio Gemini-Norte, construído pela *Australian National University's Research School of Astronomy and Astrophysics*. O NIFS fornece espectroscopia 3D (X e Y espaciais e Z espectral) com poder de resolução espectral ($R = \lambda / \Delta\lambda$, onde $\Delta\lambda$ corresponde ao tamanho de 2 pixels espectrais e λ é o comprimento de onda central do filtro utilizado) de $R \sim 5000$ sobre uma imagem de $3.0'' \times 3.0''$ no eixo Z para a banda K. Ele pode ser acoplado ao sistema de ótica adaptativa do Gemini Norte, ALTAIR, que é capaz de atingir uma resolução angular em escalas menores do que $0.1''$. Na maioria das IFUs o transporte do detector até o espectrógrafo é dado por fibras óticas, já no NIFS este transporte é feito refletindo as imagens através de espelhos. Para o projeto ótico dessa IFU, baseou-se no método AIS (Advanced Image Slicer) proposto originalmente por Content (1997), em que a imagem original bidimensional é dividida em sub-imagens que são reagrupadas lado a lado como se fossem várias “fendas longas” na entrada do espectrógrafo. Tal método está ilustrado na Fig. 1.1.

Como indicado na Fig. 1.1, os espelhos S1 seccionam a imagem bidimensional em sub-imagens tal qual teríamos para uma fenda longa. As imagens são refletidas nos espelhos S2 que as projetam em um conjunto de espelhos S3 localizados na superfície focal da entrada do espectrógrafo, as imagens então são reorganizadas e formam uma pseudo-fenda, fazendo com que tenhamos uma conversão da imagem em uma “fenda-longa”.

1.2 Observações

As observações de Mrk 766, que foram realizadas como parte do projeto de código GN-2010A-Q-42, com o telescópio Gemini-Norte situado no Hawaii, utilizando o instrumento NIFS, atuando ainda com o sistema de ótica adaptativa ALTAIR.

Mrk 766 é uma galáxia espiral barrada do tipo SB0/a localizada a uma distância $d = 60,6$ Mpc, onde $1''$ corresponde a 294 pc na galáxia. Possui em seu centro um núcleo ativo do tipo Seyfert 1. Foi observada em intervalos espectrais de 11441,8 a 13604,5 Å, correspondente a banda J, na primeira exposição e de 20970 até 25353,9 Å, correspondente a banda K, na segunda, com tamanho de pixel espectral de 1,06066 Å na banda J e de 2,14999 Å na banda K. Na observação da banda J foram feitas 6 integrações de 520 segundos, resultando em um tempo total de 52 mi-

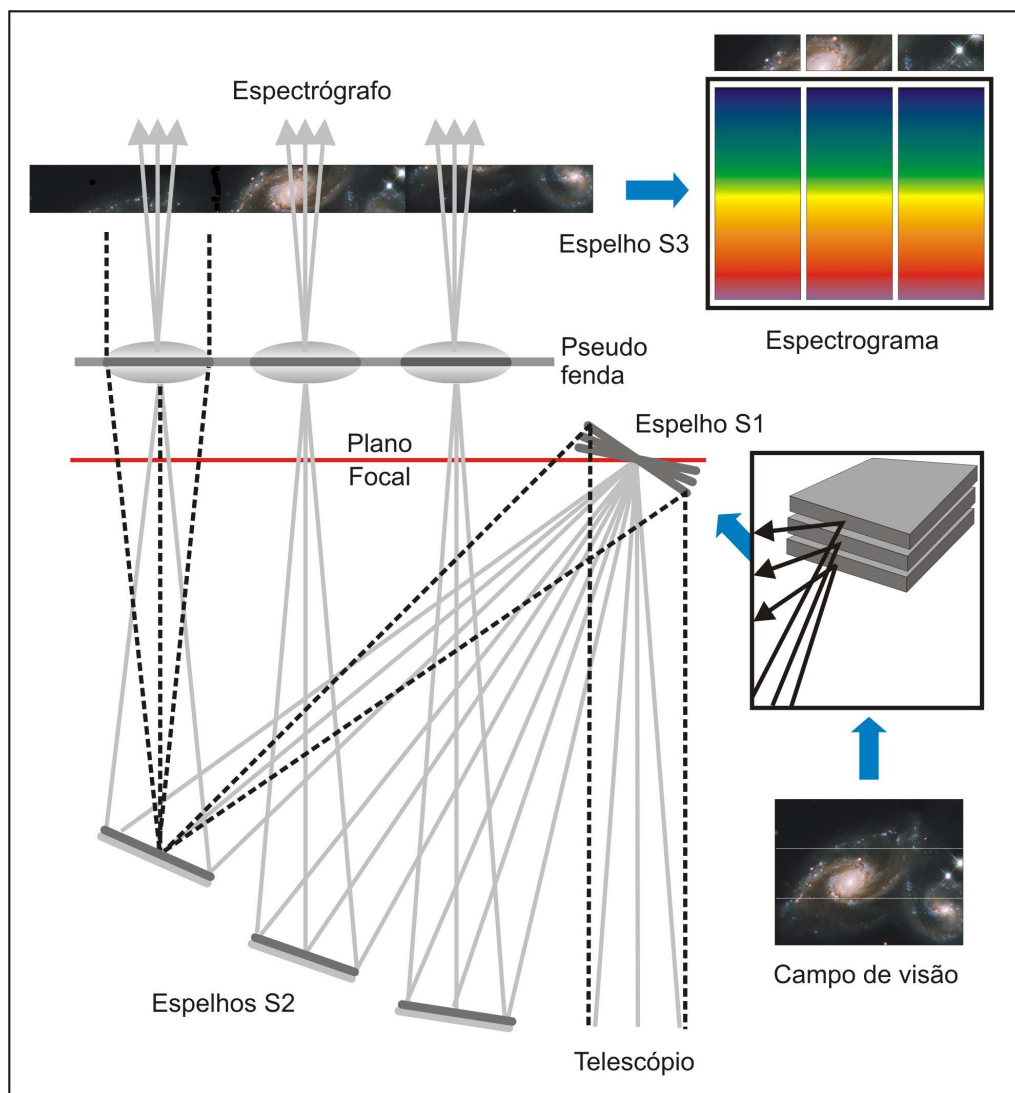


Figura 1.1: Ilustração do princípio do AIS equipado com três slices. Figura extraída de (Allington-Smith et al., 2006) com algumas modificações.

nutos com a Rede (Grating) J-G5603 e filtro ZJ-G0601 com ângulo de posição 0° durante a noite de 01/03/2010. Já a observação na banda K foi feita a partir de 6 exposição de 550 segundos, resultando em 55 minutos no total com a Rede KI-G5607 e filtro HL-G0603 com o mesmo ângulo de posição na noite de 07/06/2010.

1.3 Redução de Dados

A redução de dados se deu através do software IRAF (Image Reduction and Analysis facility) que é composto por vários pacotes de redução e análise de dados dentre os quais os que precisamos. O processo de redução incluiu cada um dos itens que serão discutidos a seguir.

1.3.1 Remoção da corrente de escuro

Dark current ou corrente de escuro é o ruído térmico registrado pela matriz do CCD (charge-coupled device) mesmo quando o obturador está fechado. São feitas imagens com o obturador fechado com tempo de exposição equivalente ao tempo utilizado na obtenção da imagem bruta e esse conjunto de *darks* é combinado obtendo uma imagem média de *darks*, a qual será subtraída das demais imagens obtidas.

1.3.2 Divisão por flat-field

As fotocélulas do CCD possuem uma resposta ligeiramente diferente para a mesma quantidade de radiação incidente. Imagens Flat-field (ver Fig. 1.2) são usadas para corrigir essa variação de sensibilidade pixel a pixel. Para determinar essa variação do detector são feitas exposições de uma lâmpada que ilumina uniformemente o CCD. Uma média das imagens flat-fields é feita usando a tarefa **gemcombine**, obtendo assim uma estimativa das variações pixel a pixel da sensibilidade do CCD, então o flat-field médio é normalizado com a tarefa **nreduce**. Todos os demais dados são divididos pelo flat-field normalizado, eliminando assim as diferenças de resposta pixel-a-pixel.

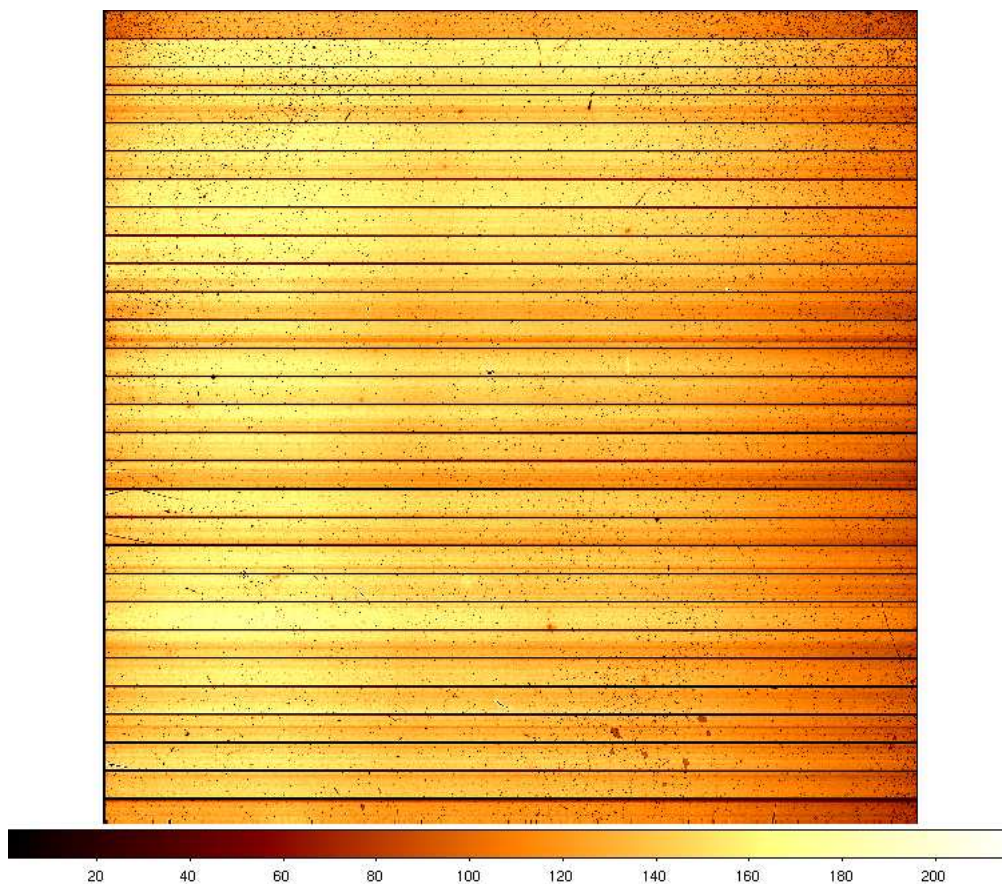


Figura 1.2: Imagem flat-field obtida com o NIFS.

1.3.3 Correção por distorção espacial

Para esta correção usamos uma imagem de máscara Ronchi (Ronchi mask), que faz parte das calibrações padrão do NIFS, para corrigir a distorção espacial. Para o NIFS, a máscara de Ronchi (ver Fig. 1.3) é uma rede de dispersão de transmissão localizada no plano focal do instrumento, a qual é iluminada pela lâmpada de flat-field. Dessa maneira ela produz uma distribuição uniforme de fontes compactas artificiais ao longo de cada slice. Na direção espacial, a máscara de Ronchi produz nove traços espectrais para cada slice. Cada um desses traços pode ser pensado como o traço de uma fonte pontual em uma dada posição espacial de cada slice. Ajustando-se os traços de uma fonte para todas as slices remove-se uma pequena inclinação sistemática (small systematic slope) do traço espectral (que é de ~ 1 pixel de ponta a ponta) e permite uma construção precisa da imagem bidimensional.

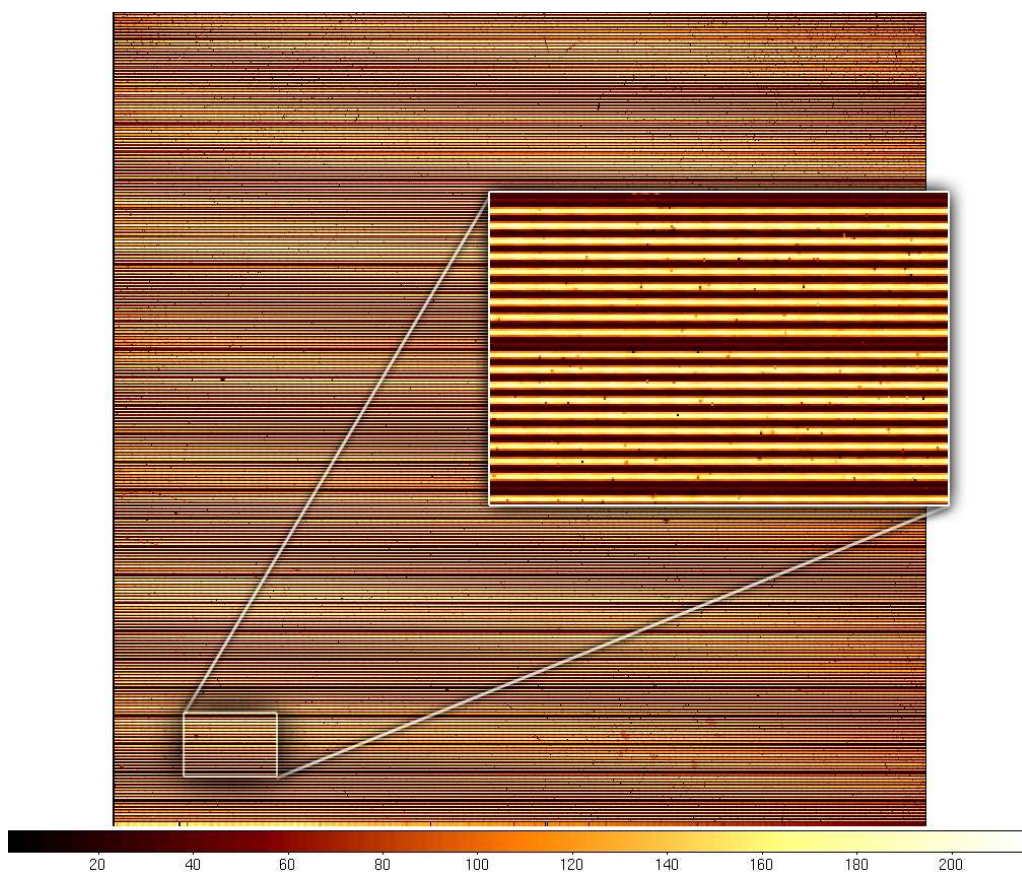


Figura 1.3: Imagem da máscara de Ronchi com detalhe para os 9 traços espectrais de fontes pontuais para cada slice.

1.3.4 Calibração em comprimento de onda

Para fazer esta calibração utiliza-se espectros de lâmpadas de comparação, neste caso foi usada uma lâmpada de ArXe (ver Fig. 1.4). Lâmpadas de calibração são usadas porque possuem

um espectro de emissão com um conjunto de comprimentos de onda suficientemente espaçados e conhecidas, assim, a radiação emitida pela lâmpada de comparação é formada por comprimentos de onda bem definidos. Seus espectros são tomados como tendo a relação exata entre o comprimento de onda e o pixel e por isso utiliza-se estas lâmpadas como espectros de referência.

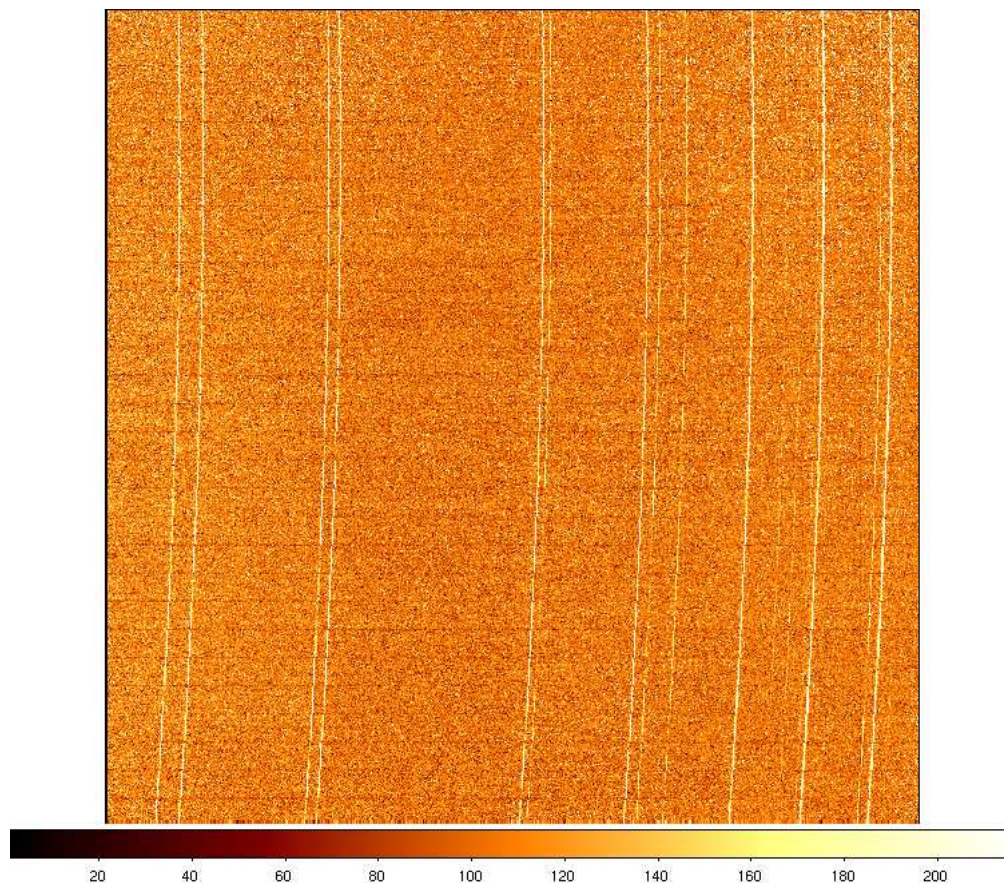


Figura 1.4: Imagem da lâmpada padrão - ArXe.

1.3.5 Subtração do Céu

Foram realizadas observações do céu em regiões próximas ao objeto em intervalos entre as observações do mesmo. A sequência de observação para as duas bandas foi (objeto - céu - objeto - objeto - céu - objeto - objeto - céu - objeto). A subtração do céu foi realizada escolhendo-se a exposição mais próxima temporalmente de cada exposição do objeto.

1.3.6 Remoção de absorções telúricas

Foram obtidas observações de estrelas padrão telúricas. Estes espectros são usados para eliminar observações telúricas da atmosfera dividindo o espectro de ciência por um espectro normalizado da estrela padrão telúrica.

1.3.7 Calibração em Fluxo

A calibração em fluxo consiste em converter os espectros de contagens detectadas pelo CCD para unidades de fluxo. Para o infravermelho, usamos a estrela padrão telúrica e retiramos da base de dados SIMBAD (<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>) a sua classificação espectral, e por consequência sua temperatura e sua magnitude em uma determinada banda. Tendo essas informações, criamos uma função de corpo negro que tenha o mesmo fluxo e a mesma temperatura da estrela. Esta função é usada para converter entre contagens (espectro observado) em unidades de fluxo ($\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Å}^{-1}$).

1.3.8 Construção dos Cubos de Dados

Como resultado da redução obtemos 2 cubos de dados, um para banda J e outro para a banda K_l . O cubo de dados para a banda J possui 4216 espectros, cobrindo a faixa espectral de $1.14\mu\text{m}$ a $1.36\mu\text{m}$, possui uma resolução espectral de 1.65Å (30 km s^{-1}) e resolução espacial de 60 pc na galáxia. Já o cubo de dados para a banda K_l possui 4278 espectros, cobrindo a faixa espectral de $2.10\mu\text{m}$ a $2.53\mu\text{m}$ com resolução espectral de 3.45Å (45 km s^{-1}) e resolução espacial de 55 pc na galáxia. A resolução espectral é obtida através da largura a meia altura de linhas presentes na lâmpada de calibração e a resolução espacial a partir da largura a meia altura das distribuições de fluxos para a componente larga do $\text{Pa}\beta$ para a banda J e o $\text{Br}\gamma$ para a banda K_l .

2 METODOLOGIA

Construímos mapas bidimensionais para o fluxo, velocidade radial, dispersão de velocidades, momentos de Gauss-Hermite h_3 e h_4 a partir do ajuste das principais linhas de emissão presentes no espectro de Mrk 766 por séries de Gauss-Hermite.

Ajustamos os perfis das linhas de emissão do [P II] λ 1.1886 μ m, [Si VII] λ 1.2523 μ m, [Fe II] λ 1.2570 μ m, Pa β λ 1.2821 μ m, H $_2$ λ 2.1218 μ m e Br γ λ 2.1661 μ m usando a rotina PROFIT (Emission-line PROfile FITting routine - Riffel (2010) que nos possibilita um melhor ajuste dos perfis quando comparado com ajustes por gaussianas, uma vez que, as curvas produzidas por séries de Gauss-Hermite podem ajustar melhor as asas dos perfis, bem como desvios simétricos em relação a uma gaussiana. Na Fig. 2.1 apresenta-se uma comparação entre séries de Gauss-Hermite com diferentes valores de h_3 e h_4 com curvas gaussianas.

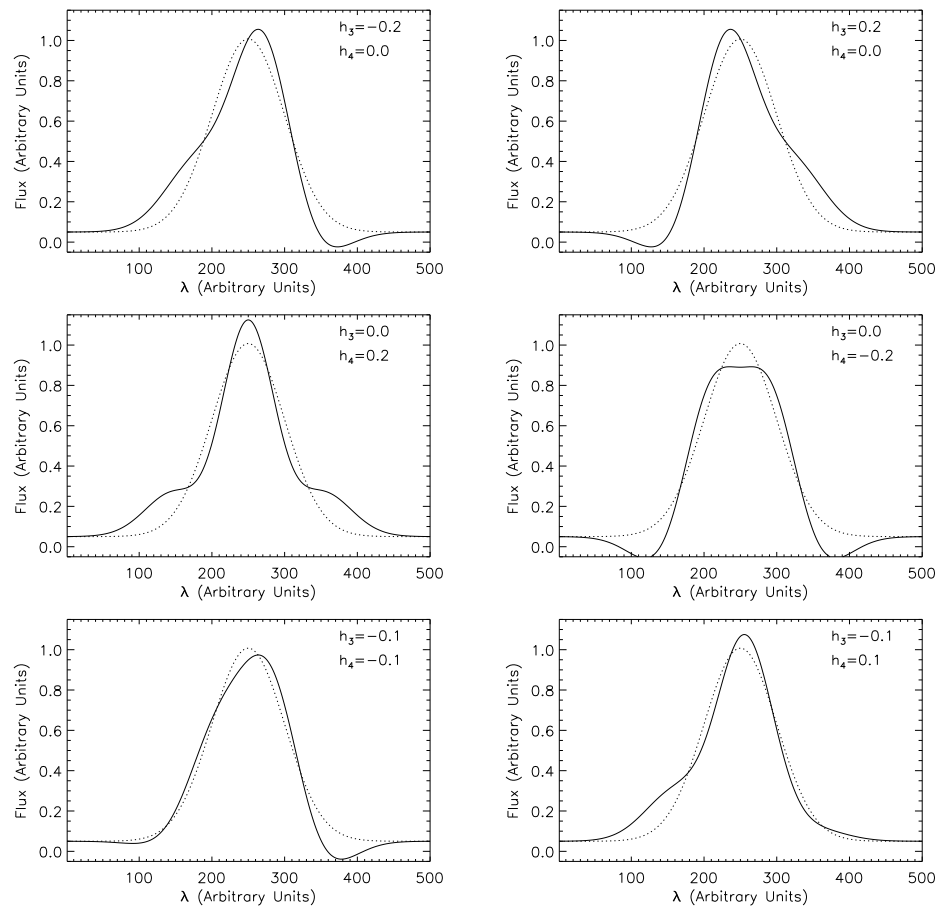


Figura 2.1: Comparação entre gaussianas (linhas pontilhadas) e séries de Gauss-Hermite (linhas contínuas) com os respectivos momentos h_3 e h_4 no canto superior direito de cada painel. Figura extraída de Riffel (2010).

2.1 Diferenciando séries de Gauss-Hermite de Gaussianas

Pode-se escrever séries de Gauss-Hermite da seguinte maneira (e.g. van der Marel e Franx (1993); Gerhard (1993); Cappellari e Emsellem (2004); Riffel (2010)):

$$GH = \frac{A\alpha(\omega)}{\sigma} \sum_{j=0}^n h_j H_j(\omega) \quad (2.1)$$

sendo

$$\omega \equiv \frac{\lambda - \lambda_c}{\sigma}, \quad (2.2)$$

e

$$\alpha(\omega) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}} e^{-\omega^2/2}, \quad (2.3)$$

A amplitude das séries de Gauss-Hermite, λ_c o comprimento de onda correspondente ao pico da série de Gauss-Hermite, h_j os momentos de Gauss-Hermite e $H_j(\omega)$ os polinômios de Hermite. Se o perfil da linha de emissão é similar a uma gaussiana podemos truncar a soma em $n = 4$ e assumir $h_0 = H_0(\omega) = 1$, $h_1 = h_2 = 0$ (van der Marel & Franx 1993). Essa é uma boa aproximação se a linha de emissão apresenta um perfil assimétrico assim como as asas azuis e vermelhas frequentemente observadas em linhas de emissão do gás ionizado na região de linhas estreitas de galáxias ativas (Riffel et al. 2009a, 2010; Komossa et al. 2008). Usando a aproximação acima, a Eq.2.1 pode ser escrita como:

$$GH = \frac{A\alpha(\omega)}{\sigma} [1 + h_3 H_3(\omega) + h_4 H_4], \quad (2.4)$$

onde

$$H_3(\omega) = \frac{1}{\sqrt{6}} (2\sqrt{2}\omega^3 - 3\sqrt{2}\omega) \quad (2.5)$$

$$H_4(\omega) = \frac{1}{\sqrt{24}} (4\omega^4 - 12\omega^2 + 3) \quad (2.6)$$

O momento de Gauss-Hermite h_3 representa desvios assimétricos em relação a um perfil Gaussiano, tais como asas azuis ou vermelhas, enquanto o momento h_4 quantifica desvios simétricos em relação a uma gaussiana, com $h_4 > 0$ para um pico mais pontiagudo que uma gaussiana e $h_4 < 0$ para um perfil mais achatado que uma Gaussiana. Para chegarmos a uma gaussiana basta que $h_3 = h_4 = 0$.

2.2 Construção dos mapas bidimensionais

Os mapas bidimensionais para fluxos, velocidade radial, dispersão de velocidades, h_3 e h_4 foram construídos a partir dos parâmetros livres do ajuste dos perfis das principais linhas de emissão por séries de Gauss-Hermite em todos os pixels espaciais. Os mapas de fluxos são obtidos pela integral sob a curva de Gauss-Hermite. Os mapas de velocidades são obtidos a

partir do comprimento de onda central ajustado pela equação do efeito Doppler:

$$V_p = c \frac{\lambda^2 - \lambda_0^2}{\lambda^2 + \lambda_0^2}, \quad (2.7)$$

Sendo c o módulo da velocidade da luz no vácuo. Os mapas de dispersão de velocidades e de momentos de Gauss-Hermite h_3 e h_4 foram obtidos diretamente dos parâmetros σ , h_3 e h_4 da equação 2.4 ajustados para cada pixel espacial.

Todos os mapas construídos são provenientes dos ajustes das funções e assumem um valor para cada pixel do mapa.

2.3 Construção dos *Channel Maps*

Os *Channel Maps* são mapas de fluxo construídos a partir de cortes ao longo dos perfis das linhas de emissão, ou seja, mapeiam o fluxo do gás em diferentes velocidades. Para a sua construção, fazemos um mapa de fluxo em um comprimento de onda que pertença ao perfil da linha, correspondente a uma dada velocidade X . Escolhe-se duas faixas de contínuo ao lado do perfil (uma em cada lado) e faz-se uma média dos valores de contínuo nestas faixas. O channel map correspondente a velocidade X será o resultado da subtração do mapa de fluxo pelo mapa do contínuo, restando assim, somente a emissão do gás em questão que possua uma velocidade X . Na Fig. 2.2, apresenta-se uma representação esquemática da construção dos *Channel Maps*, onde mostra-se três mapas de fluxo obtidos e um exemplo de espectro de onde se extrai a informação de velocidade.

2.4 Construção do Mapa do avermelhamento

O avermelhamento ou extinção é um fenômeno que ocorre com a radiação eletromagnética devido à poeira. A radiação vinda de um objeto astronômico pode estar sujeita a extinção graças a partículas de poeira no meio interestelar. A extinção ocorre pois parte da radiação não consegue atravessar as camadas de poeira, e o termo “avermelhamento” surge pois a radiação com maior capacidade de difração e por consequência com maior capacidade de atravessar a poeira é a radiação com maior comprimento de onda, ou seja, o vermelho. Podemos então, calcular em quantas magnitudes a radiação está enfraquecida, ou então, avermelhada.

O mapa de avermelhamento $E(B-V)$ foi construído a partir da razão entre as linhas do $\text{Pa}\beta$ e $\text{Br}\gamma$, como explicado a seguir.

Sabemos que,

$$F = F_e 10^{-0,4A_\lambda} \quad (2.8)$$

sendo, F o fluxo observado para uma dada linha de emissão, F_e o fluxo emitido por esta linha

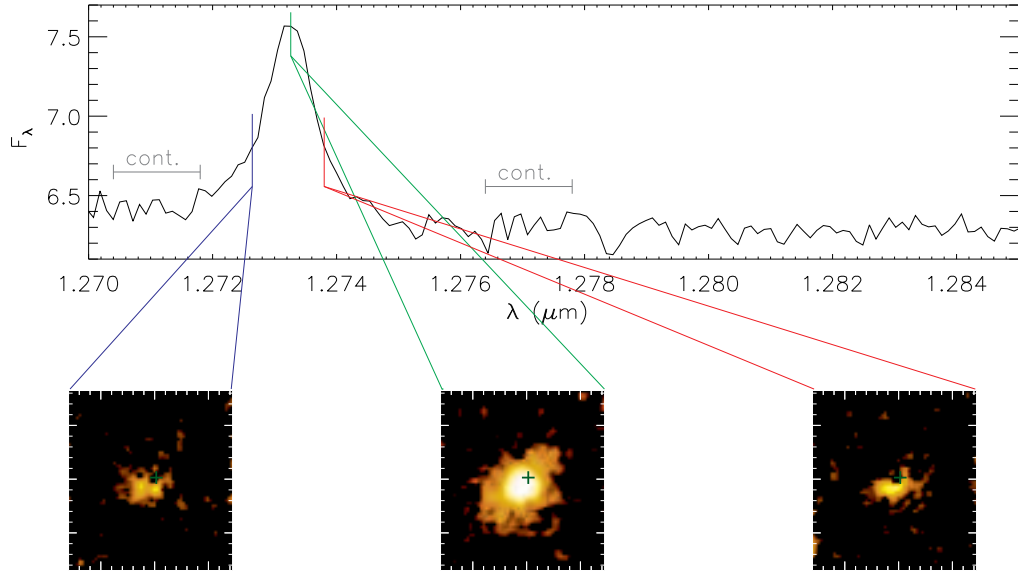


Figura 2.2: Cortes ao longo do perfil da linha do [Fe II] e seus respectivos mapas de fluxo.

e A_λ a extinção geral em magnitudes no comprimento de onda λ . Usando essa equação fluxos obtidos para dois comprimentos de onda distintos, temos

$$F_1 = F_{e1} 10^{-0,4A_{\lambda 1}} \quad (2.9)$$

$$F_2 = F_{e2} 10^{-0,4A_{\lambda 2}}. \quad (2.10)$$

Dividindo (2.9) por (2.10) obtemos

$$\frac{F_1}{F_2} = \frac{F_{e1}}{F_{e2}} 10^{-0,4(A_{\lambda 1} - A_{\lambda 2})}. \quad (2.11)$$

Podemos escrever

$$A_\lambda = A_v \left(\frac{A_\lambda}{A_v} \right) = A_v q_\lambda \quad (2.12)$$

sendo, q_λ definido como $\frac{A_\lambda}{A_v}$ e A_v a extinção na banda v. Segundo Oliveira Filho e Saraiva (2004):

$$A_v = R E(B - V), \quad (2.13)$$

sendo E(B-V) o avermelhamento ou excesso de cor e R uma constante, substituímos (2.13) em (2.11) e chegamos a

$$\frac{F_1}{F_2} = \frac{F_{e1}}{F_{e2}} 10^{-0,4A_v(q_{\lambda 1} - q_{\lambda 2})} \quad (2.14)$$

e

$$\left(\frac{F_1}{F_2} \right) / \left(\frac{F_{1e}}{F_{2e}} \right) = 10^{-0,4A_v(q_{\lambda 1} - q_{\lambda 2})}. \quad (2.15)$$

Logo, temos que

$$0,4A_v(q_{\lambda 1} - q_{\lambda 2}) = \log \left(\frac{F_1/F_2}{F_{1e}/F_{2e}} \right) \quad (2.16)$$

e

$$A_v = \frac{2,5}{q_{\lambda 1} - q_{\lambda 2}} \log \left(\frac{F_1/F_2}{F_{1e}/F_{2e}} \right). \quad (2.17)$$

Substituindo os índices 1 e 2 por $Pa\beta$ e $Br\gamma$, respectivamente, obtemos

$$A_v = \frac{2,5}{q_{Pa\beta} - q_{Br\gamma}} \log \left(\frac{F_{Pa\beta}/F_{Br\gamma}}{F_{Pa\beta e}/F_{Br\gamma e}} \right), \quad (2.18)$$

que nos fornece a extinção na banda v a partir da razão entre os fluxos das linhas $Pa\beta$ e $Br\gamma$. Podemos chegar a um valor para $\frac{F_{Pa\beta e}}{F_{Br\gamma e}}$ com o auxílio da tabela 4.4 de Osterbrock e Ferland (2006), como sendo 5,88, assumindo $T = 10^4$ K e $N_e = 10^{12} \text{ cm}^{-3}$. Segundo Cardelli, Clayton e Mathis (1989):

$$(q_{Br\gamma} - q_{Pa\beta}) = -0,168.$$

Então, chegamos a:

$$A_v = -14,88 \log \frac{F_{Pa\beta}/F_{Br\gamma}}{5,88} \quad (2.19)$$

Estudos sobre o meio interestelar mostram que a razão da extinção no visível A_v pelo excesso de cor $E(B-V)$ é quase constante e vale em média $R=3,1$ (Karttunen et al., 2007). Portanto a equação (2.13) se torna $A_v = 3,1 E(B-V)$ e, portanto,

$$E(B - V) = 4,8 \log \left(\frac{5,88}{F_{Pa\beta}/F_{Br\gamma}} \right). \quad (2.20)$$

A partir da equação (2.20) construímos o mapa do avermelhamento para Mrk 766, usando a razão de $Pa\beta$ por $Br\gamma$ pixel a pixel.

2.5 Construção dos mapas de razões de fluxo

Os mapas de razões de fluxos foram feitos através das razões dos fluxos entre as linhas $[Fe II]/Pa\beta$, $[Fe II]\lambda 1.2570\mu\text{m}/[P II]\lambda 1.8861\mu\text{m}$ e $H_2\lambda 2.1218\mu\text{m}/Br\gamma$. Essas razões são importantes para estudar os mecanismos de excitação do H_2 e do $[Fe II]$.

2.6 O modelo de rotação

Ajustamos os campos de velocidades do gás por um modelo de órbitas circulares no plano do disco sujeito a um potencial de Plummer, dado por (Binney; Tremaine, 1988):

$$\Phi = -\frac{GM}{\sqrt{r^2 + a^2}}, \quad (2.21)$$

sendo a um comprimento de escala, r é a distância radial no plano da galáxia, M é a massa contida dentro do raio r e G é a constante gravitacional de Newton. A velocidade circular de matéria sujeita a este potencial é dado por:

$$v_c^2 = r \frac{d\Phi}{dr} = \frac{r^2 G M}{\sqrt{r^2 + a^2}}. \quad (2.22)$$

Definindo as coordenadas do centro cinemático do sistema como X_0, Y_0 e assumindo que a matéria têm órbitas contidas no plano (i, Ψ_0) , onde i é a inclinação do disco em relação ao plano do céu ($i = 0$ para a galáxia vista de frente e $i = 90^\circ$ para a galáxia vista de perfil) e Ψ_0 é o ângulo de posição da linha dos nodos, a velocidade radial na posição (R, Ψ) , onde R é a distância radial ao núcleo projetada no plano do céu com o correspondente ângulo de posição Ψ [medido de N (0°) para E (90°)], é dada por (Barbosa et al., 2006):

$$V_r = V_s + \sqrt{\frac{R^2 G M}{(R^2 + A^2)^{3/2}} \frac{\sin(i) \cos(\Psi - \Psi_0)}{\left(\cos^2(\Psi - \Psi_0) + \frac{\sin^2(\Psi - \Psi_0)}{\cos^2(i)}\right)^{3/4}}} \quad (2.23)$$

onde V_s é a velocidade sistêmica e as relações entre e e R e entre a e A são: $r = \alpha R$ e $a = \alpha A$, sendo:

$$\alpha = \sqrt{\cos^2(\Psi - \Psi_0) + \frac{\sin^2(\Psi - \Psi_0)}{\cos^2(i)}}. \quad (2.24)$$

O modelo adotado gera curvas de isovelocidades que constituem o chamado “diagrama aranha”. A equação (2.24) possui seis parâmetros livres, incluindo a posição do centro cinemático, que podem ser determinados pelo ajuste do modelo ao campo de velocidades observado. Os ajustes foram feitos utilizando um algoritmo de ajustes por mínimos quadrados não linear (Levenberg-Marquardt), no qual são dadas estimativas para os parâmetros livres. A inclinação do disco está acoplada a M pois $V_r^2 \propto M \sin(i)$ e, quando ambos os parâmetros forem livres, os valores fornecidos pelo ajuste apresentam esta degenerescência.

O modelo do campo de velocidades é feito a partir de uma série de procedimentos bem definidos e descritos abaixo:

- Criamos um arquivo de texto com todas as medidas de velocidade do campo, ou seja, teremos um valor de velocidade para cada X, Y do campo (pixel-a-pixel) assim como mostra a Fig. 2.3, onde mostra-se um gráfico tridimensional com as posições em parsecs ao longo dos eixos da IFU e a velocidade está em km s^{-1} para a linha do $\text{Pa}\beta$. Esta tabela é ajustada pela equação (2.23) usando-se o software GNU PLOT para se obter os valores dos parâmetros livres. Usa-se uma rotina em *fortran* para calcular o valor de V a partir da equação (2.23) em cada posição espacial fornecendo como entrada os parâmetros ajustados e criar uma tabela com posições (X e Y) e velocidade modelada. Finalmente, usa-se esta tabela como entrada da rotina *rtex* do IRAF para criar um arquivo *fits* com o campo de velocidades modelado.

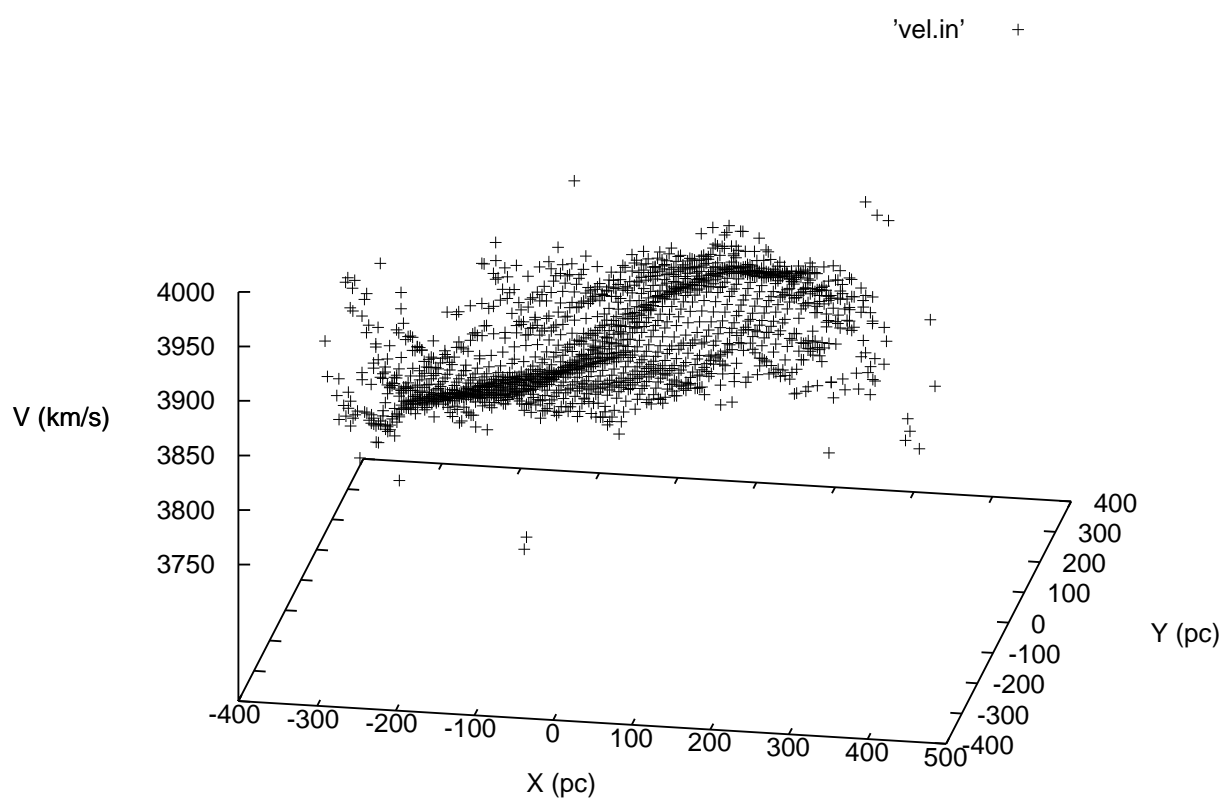


Figura 2.3: Gráfico de X por Y por Z. Onde X são as posições medidas ao longo do eixo x e y do campo de visão, medidos em parsecs e Z é a velocidade do gás no referido ponto.

3 RESULTADOS

Neste capítulo apresentamos os mapas para o fluxo, velocidade radial, dispersão de velocidades e momentos h_3 e h_4 de Gauss-Hermite para o gás emissor das linhas de emissão mais intensas observadas em Mrk 766. Estes resultados originaram um artigo submetido à publicação para a revista *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* (Schönell et al., 2013).

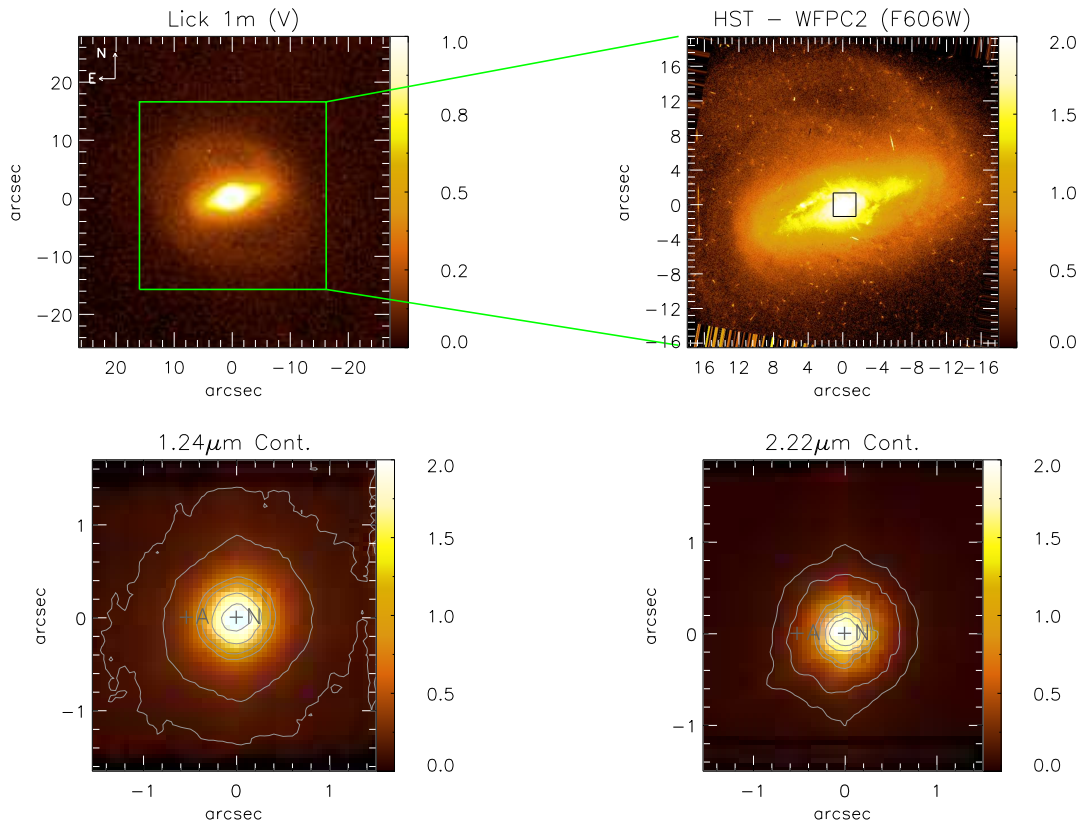


Figura 3.1: Pannel superior esquerdo: Imagem no visível da Mrk 766 obtida com um telescópio de 1 m do observatório Lick. Pannel superior direito: Imagem do contínuo da Mrk 766 obtida com o HST - WFPC2 usando o filtro F606W. Painéis inferiores: Imagens do contínuo de $1.24\mu\text{m}$ e $2.22\mu\text{m}$ respectivamente, obtidas do cubo de dados do NIFS. O quadrado superposto no pannel superior direito representa o campo de visão do NIFS.

3.1 Emissão contínua e espectros

No pannel superior esquerdo da Fig. 3.1 apresentamos uma imagem óptica em grande escala da galáxia Mrk 766 obtida no observatório Lick com o telescópio refletor Nickel de 1 metro de diâmetro. No pannel superior direito apresentamos outra imagem do óptico, obtida com telescópio espacial Hubble (Hubble Space Telescope - HST) com a Câmera planetária de grande campo

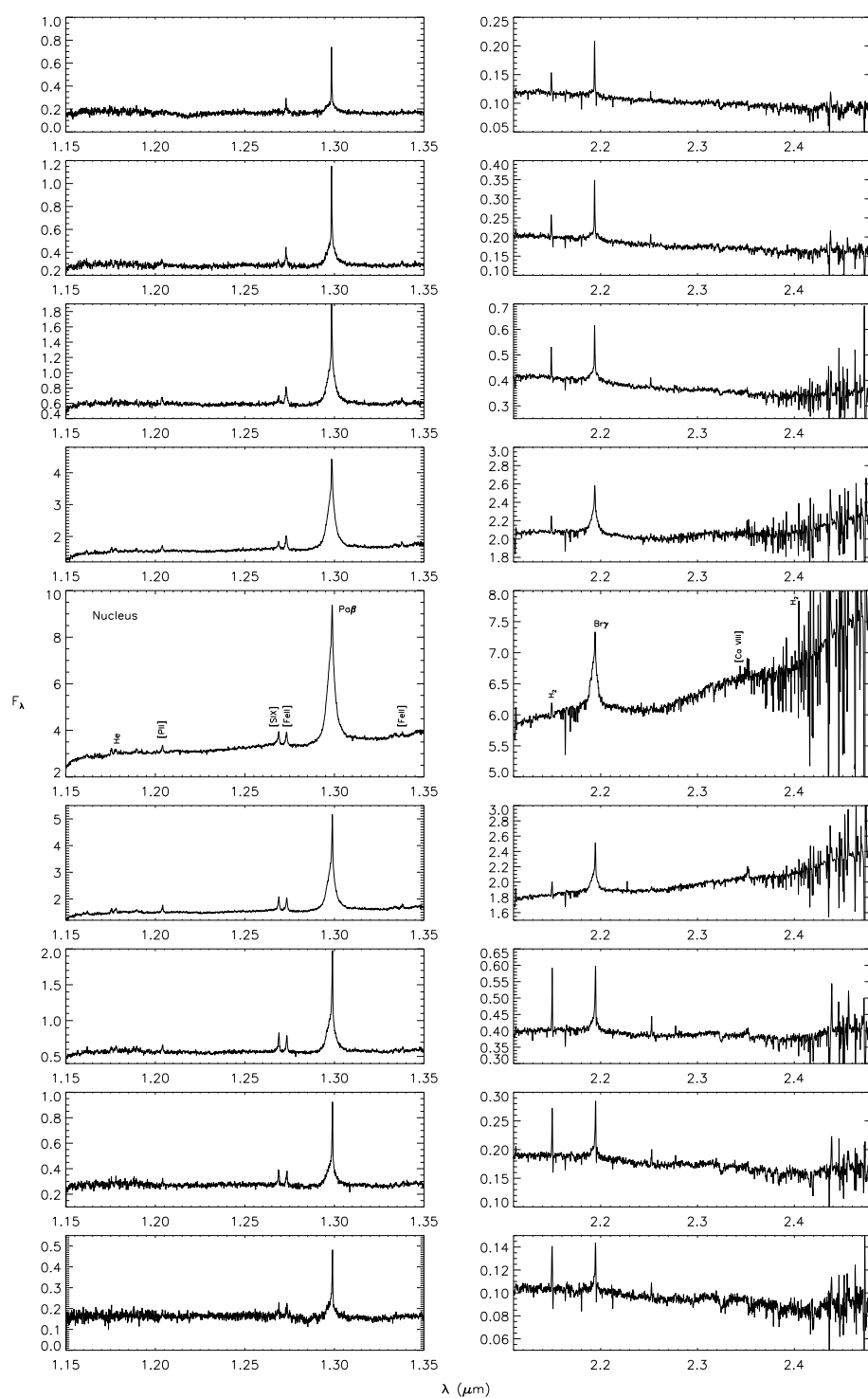


Figura 3.2: Espectros da região nuclear da galáxia. Na esquerda temos os espectros da banda J e na direita os da banda K. De cima para baixo temos os espectros retirados de leste para o oeste. O fluxo está em unidades de $10^{-17} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$.

(Wide Field Planetary Camera 2 - WFPC2) através do filtro F606W (Malkan; Gorjian; Tam, 1998). Esta imagem mostra um braço espiral tênue para o sul, enrolado no sentido anti-horário.

Nos painéis inferiores mostramos imagens de contínuo obtidas a partir dos cubos de da-

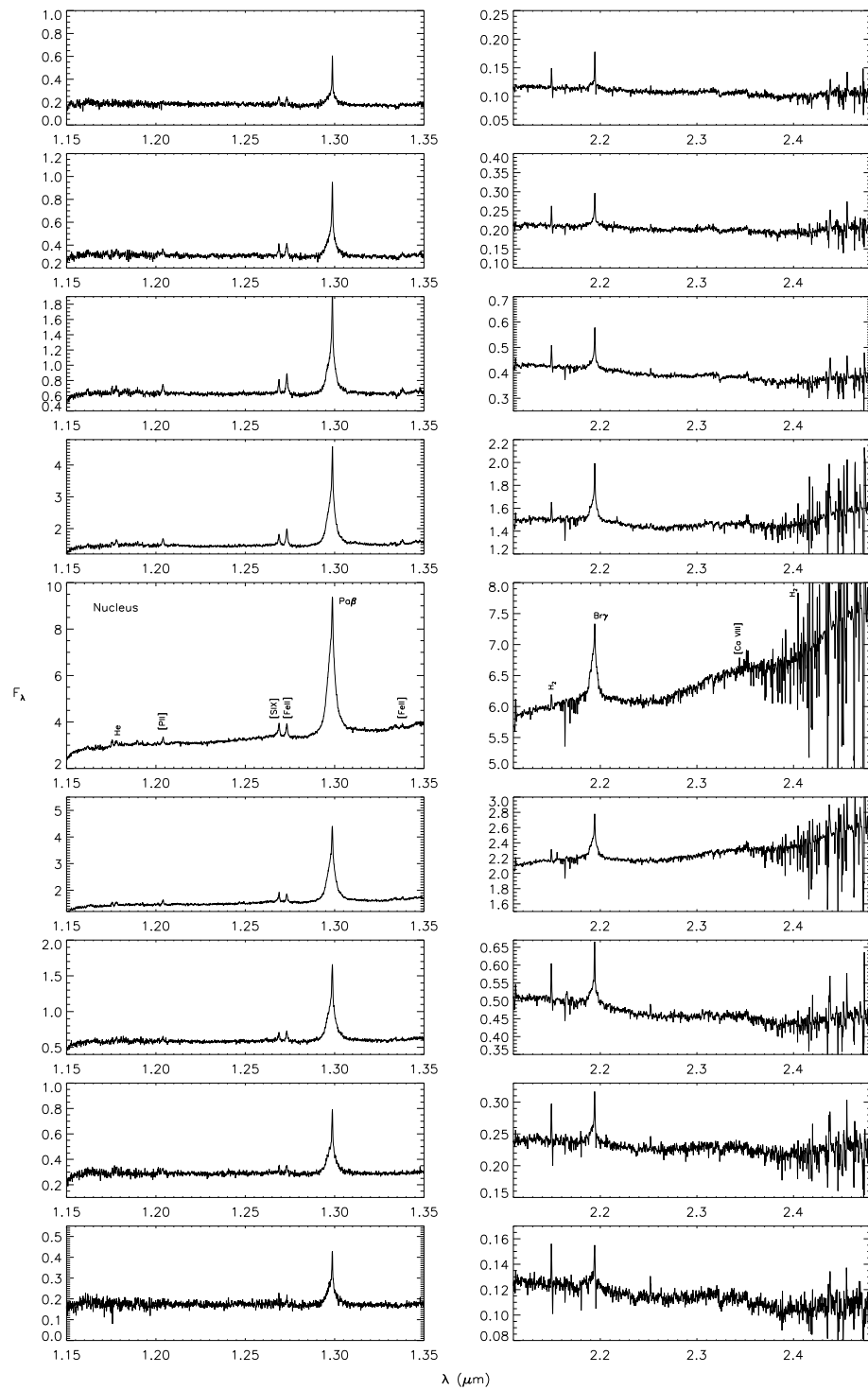


Figura 3.3: Espectros da região nuclear da galáxia. Na esquerda temos os espectros da banda J e na direita os da banda K. De cima para baixo temos os espectros retirados de norte para o sul. O fluxo está em unidades de $10^{-17} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$.

dos reduzidos previamente, em torno dos comprimentos de onda $1.24 \mu\text{m}$ (banda-J) e $2.22 \mu\text{m}$ (Banda K_I) respectivamente. Foram extraídos a partir de uma faixa de aproximadamente 10 pixels espectrais em uma zona sem linhas de emissão, centrada nos comprimentos de onda acima.

Nas figuras 3.2 e 3.3 apresentamos espectros característicos obtidos dos cubos de dados do NIFS, criados a partir de aberturas de 3×3 pixels ou $0.15'' \times 0.15''$ em diversas regiões do núcleo. Foram extraídos 18 espectros para cada banda ao longo das retas mostradas na Fig. 3.1. Na Fig. 3.2 são mostrados os espectros extraídos de leste para oeste com a posição nuclear correspondendo ao quinto painel. As extrações foram realizadas com um espaçamento de 3 pixels entre um espectro e outro, ou seja, $0.15''$: o primeiro espectro corresponde a posição $0.6''$ leste e o último a $0.6''$ oeste do núcleo.

Na Fig. 3.3 são mostrados os espectros extraídos de norte para sul com a posição nuclear correspondendo ao quinto painel. As extrações foram realizadas com um espaçamento de 3 pixels entre um espectro e outro, ou seja, $0.15''$: o primeiro espectro corresponde a posição $0.6''$ norte e o último $0.6''$ ao sul do núcleo.

Os espectros apresentam linhas de emissões intensas, com linhas proibidas e componentes largas nas linhas permitidas, características de AGNs do tipo Seyfert 1. A parte mais vermelha dos espectros da banda K é mais ruidosa devida a má remoção de absorções telúricas.

O contínuo nuclear apresenta um aumento de fluxo em comprimentos de onda maiores. Isso se deve provavelmente a emissão de corpo negro devido a poeira quente associada ao toróide, que circunda a fonte de energia central.

Finalmente, outra característica marcante dos espectros de Mrk 766 é a ausência de absorções estelares em particular das bandas de absorção do CO em $2.3\mu\text{m}$, impossibilitando assim medidas de cinemática estelar.

3.2 Mapas de fluxo para as linhas de emissão

Medimos o fluxo de aproximadamente 30 linhas de emissão do [P II], [Fe II], He II, H I, H₂, [S IX] e [Ca VIII], que estão listadas na tabela 1 para o núcleo e para a posição A, localizada a $0.5''$ a leste do núcleo (ver Fig. 3.1) a partir de espectros extraídos para aberturas de $0.15'' \times 0.15''$. As medidas foram realizadas de forma interativa com o comando *splot* do IRAF. Foram realizadas 5 medidas e calculada a média das mesmas para chegarmos a uma medida mais precisa, com isso calculamos também o desvio padrão, assumido como erro em fluxo.

Para construir os mapas bidimensionais para os fluxos das linhas de emissão, usamos a rotina PROFIT (Riffel, 2010) para ajustar os perfis das linhas do [P II] $\lambda 1.1886\mu\text{m}$, [S IX] $\lambda 1.2523\mu\text{m}$, [Fe II] $\lambda 1.2570\mu\text{m}$, Pa β $\lambda 1.2822\mu\text{m}$, H₂ $\lambda 2.1218\mu\text{m}$ e Br γ $\lambda 21661\mu\text{m}$ por séries de Gauss-Hermite. Escolhemos estas linhas por apresentarem alta razão sinal ruído (S/N) entre suas espécies (linhas coronais, gás ionizado com linhas permitidas e proibidas e gás molecular), permitindo assim um mapeamento bidimensional de suas distribuições de fluxo e cinemática. As linhas de Pa β e Br γ foram ajustadas subtraindo suas componentes largas. Na Fig. 3.4 mostramos o resultado da distribuição de fluxos.

A distribuição de fluxos do [S IX] $\lambda 1.2523\mu\text{m}$ (painel superior direito da Fig. 3.4) apresenta uma estrutura compacta centrada no núcleo e se estende a $0.4''$ (120 pc) do mesmo em todas as direções. A emissão do [S IX] está marginalmente resolvida por nossas observações e é ligeira-

$\lambda_{vac}(\mu\text{m})$	ID	Núcleo	Posição A
		$F(10^{-17}\text{erg s}^{-1}\text{cm}^{-2})$	$F(10^{-17}\text{erg s}^{-1}\text{cm}^{-2})$
1.15303	[Fe II] $b^4D_{7/2} - b^4F_{7/2}$	0.71±0.11	—
1.15841	[Fe II] $b^2F_{5/2} - a^2D_{3/2}$	0.73±0.12	—
1.16764	He II 11-6	0.34±0.13	—
1.18363	[Fe II] $b^4D_{5/2} - b^4F_{5/2}$	1.04±0.03	—
1.18552	He II 29-7	0.86±0.43	0.09±0.01
1.18861	[P II] $^1D_2 - ^3P_2$	2.17±0.03	—
1.21142	He II 25-7	—	0.12±0.01
1.22466	[Fe II] $b^4D_{7/2} - a^6S_{5/2}$	0.43±0.25	0.05±0.01
1.24211	[Fe II] $b^4D_{1/2} - a^6S_{5/2}$	0.31±0.19	—
1.24888	[Fe II] $a^4D_{5/2} - a^6D_{7/2}$	—	0.06±0.01
1.25235	[S IX] $^3P_1 - ^3P_2$	4.31±0.37	0.31±0.06
1.25702	[Fe II] $a^4D_{7/2} - a^6D_{9/2}$	5.23±0.65	0.15±0.02
1.26467	[Fe II] $b^4P_{3/2} - a^4P_{1/2}$	—	0.10±0.01
1.28216	HIPa β	269.51±5.10	0.92±0.01
1.29313	[Fe II] $b^2G_{7/2} - b^4F_{3/2}$	—	0.08±0.01
1.28607	[Fe II] $c^2D_{5/2} - b^6G_{9/2}$	—	0.29±0.01
1.29812	[Fe II] $a^4D_{3/2} - a^6D_{1/2}$	0.24±0.07	0.60±0.04
2.12183	H_2 1-0S(1)	2.33±0.03	0.57±0.01
2.15420	H_2 1-0s(2)	—	0.04±0.01
2.16612	HIBr γ	34.6±1.10	0.49±0.01
2.18911	He II 10-7	0.79±0.01	0.02±0.01
2.22344	H_2 1-0 S(0)	2.12±0.27	0.16±0.01
2.24776	H_2 2-1 S(1)	—	0.08±0.01
2.32204	[Ca VIII] $^2P_{3/2}^0 - ^2P_{1/2}^0$	32.1±0.80	0.04±0.01
2.36760	[Fe II]	25.7±0.71	—
2.39396	[Fe II]	69.8±1.92	—
2.40847	H_2 1-0 Q(1)	211.10±9.11	0.47±0.01
2.41367	H_2 1-0 Q(2)	58.9±1.30	0.16±0.01
2.42180	H_2 1-0 Q(3)	263.20±2.01	0.56±0.01
2.43697	H_2 1-0 Q(4)	108.01±1.12	—

Tabela 3.1: Fluxo das linhas de emissão medidas (em unidades de $10^{-17}\text{erg s}^{-1}\text{cm}^{-2}$) para as duas posições indicadas na Fig. 3.1.

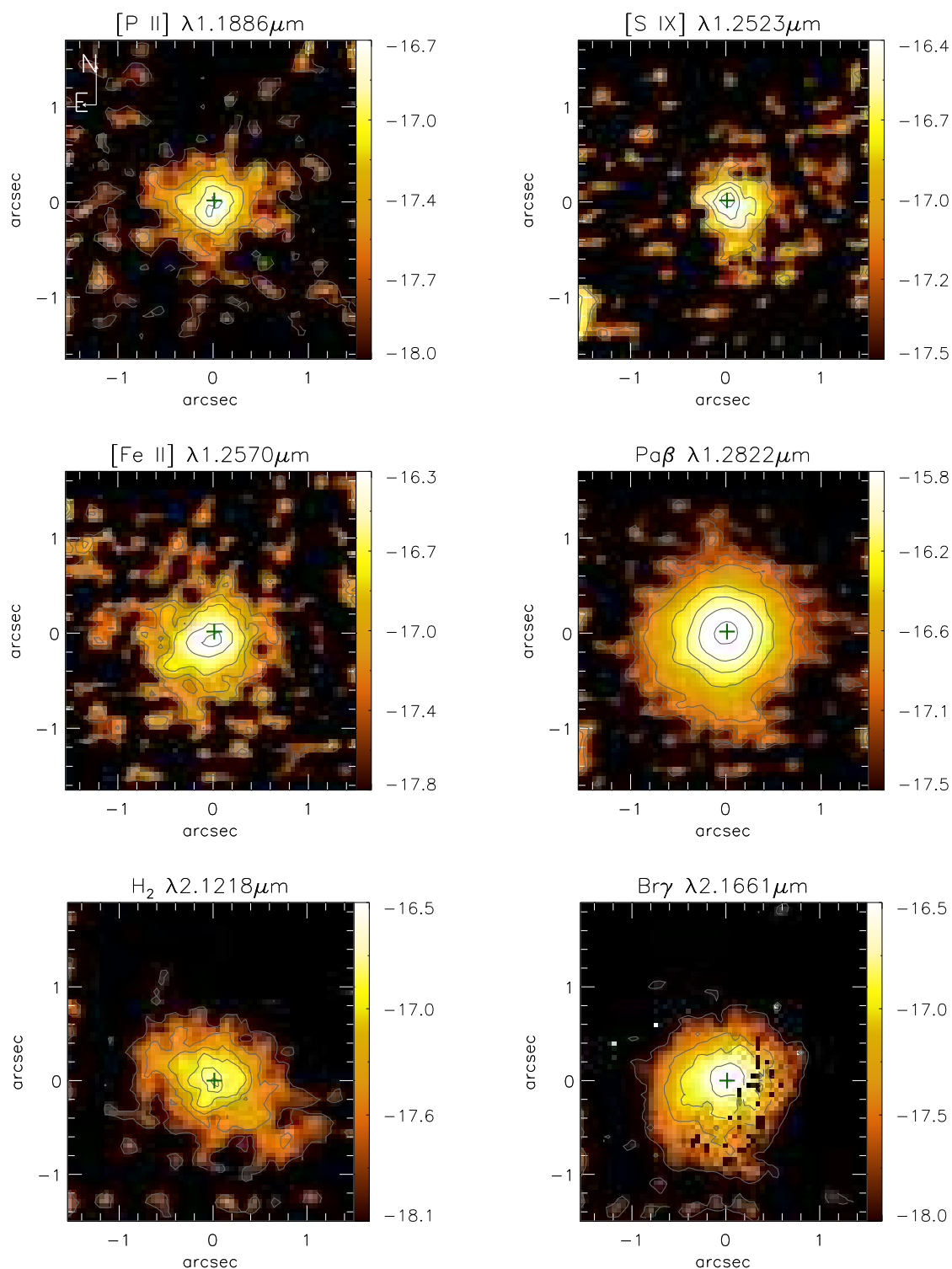


Figura 3.4: Mapas de fluxo para diferentes linhas de emissão. As linhas estão identificadas no topo de cada painel. O fluxo está em unidades de $10^{-17} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$.

mente mais estendida para o sul.

Os mapas de fluxos para o $[P II]$ (painel superior esquerdo) e $[Fe II]$ (painel central esquerdo) apresentam uma morfologia similar, com a emissão do $[P II]$ sendo um pouco mais com-

pacta. O [Fe II] apresenta adicionalmente uma estrutura mais alongada para sudeste do núcleo, estendendo-se até 1" do mesmo.

As linhas do Pa β e Br γ apresentam distribuições de fluxos semelhantes, como esperado por se tratar de emissão de um mesmo elemento. Entretanto, o mapa de fluxo para o Br γ é mais ruidoso do que o para Pa β . O pico de fluxo ocorre no núcleo e observa-se uma estrutura para sudoeste que se assemelha a um braço espiral.

O H₂ apresenta uma distribuição de fluxos completamente diferente dos demais. Embora apresente o pico do fluxo no núcleo, como observado para as outras linhas, sua emissão é mais estendida ao longo da direção nordeste-sudoeste, diferentemente do que é visto para as outras linhas.

3.3 Mapas de razões de linhas

Os mapas de razões de intensidades de linhas de emissão são feitos para investigar a extinção na região de linhas estreitas (NLR) e os mecanismos de excitação do [Fe II] e do H₂, que resultam nas linhas observadas no infravermelho. A Fig. 3.5 apresenta o mapa de E(B-V), obtida da razão de linhas $\frac{Pa\beta}{Br\gamma}$ como explicado na seção 2.4 e as razões [Fe II] λ 1.2570 μ m/Pa β , [Fe II] λ 1.2570 μ m/[P II] λ 1.8861 μ m e H₂ λ 2.1218 μ m/Br γ , úteis para o estudo dos mecanismos de excitação do gás. No mapa de E(B-V) não se observam muitos pontos, somente um anel a aproximadamente 0.5" do núcleo, não fornecendo muita informação importante.

No painel superior direito da mesma figura, mostramos a razão de [Fe II]/Pa β , que pode ser usada para investigar os mecanismos de excitação do [Fe II]. Galáxias do tipo Seyfert apresentam valores típicos para essa razão entre 0.6 e 2.0, Starbursts apresentam valores \leq 0.6 e LINERs possuem valores mais altos que 2.0 (Rodríguez-Ardila et al. (2004); Rodríguez-Ardila, Riffel e Pastoriza (2005); Storchi-Bergmann et al. (2009); Riffel et al. (2011)). Os valores mais baixos para a Mrk 766 (\approx 0.3) são observados perto do núcleo e ao norte do mesmo, enquanto os maiores valores, acima de 0.65 são observados ao sul e ao sudeste do núcleo.

Outra razão de linhas que pode ser usada para investigar os mecanismos de excitação do [Fe II] é [Fe II] λ 1.2570 μ m/[P II] λ 1.8861 μ m. Valores acima de 2 indicam que choques do gás destroem os grãos de poeira e liberam o Fe, aumentando a sua abundância e por consequência sua emissão (eg Storchi-Bergmann et al. (2009); Riffel, Storchi-Bergmann e Nagar (2010); Riffel et al. (2011)). Este mapa é mostrado no painel inferior esquerdo da Fig. 3.5. Os valores mais baixos (\approx 2.0) são observados ao norte e ao noroeste do núcleo, enquanto os valores mais altos (\approx 10.0) estão ao sudeste do núcleo.

No painel inferior direito da Fig. 3.5 apresentamos o mapa de razões de H₂ λ 2.1218 μ m/Br γ , que é útil para estudar a excitação do H₂. Essa razão apresenta valores variando entre 0.6 e 2.0 para galáxias Seyfert (Rodríguez-Ardila et al. (2004); Rodríguez-Ardila, Riffel e Pastoriza (2005); Storchi-Bergmann et al. (2009); Riffel, Rodríguez-Ardila e Pastoriza (2006), Riffel et al. (2008, 2009); Riffel, Storchi-Bergmann e Nagar (2010); Riffel et al. (2011)). Os menores valores, abaixo de \approx 0.6 são observados em regiões próximas ao núcleo, enquanto os maiores valores

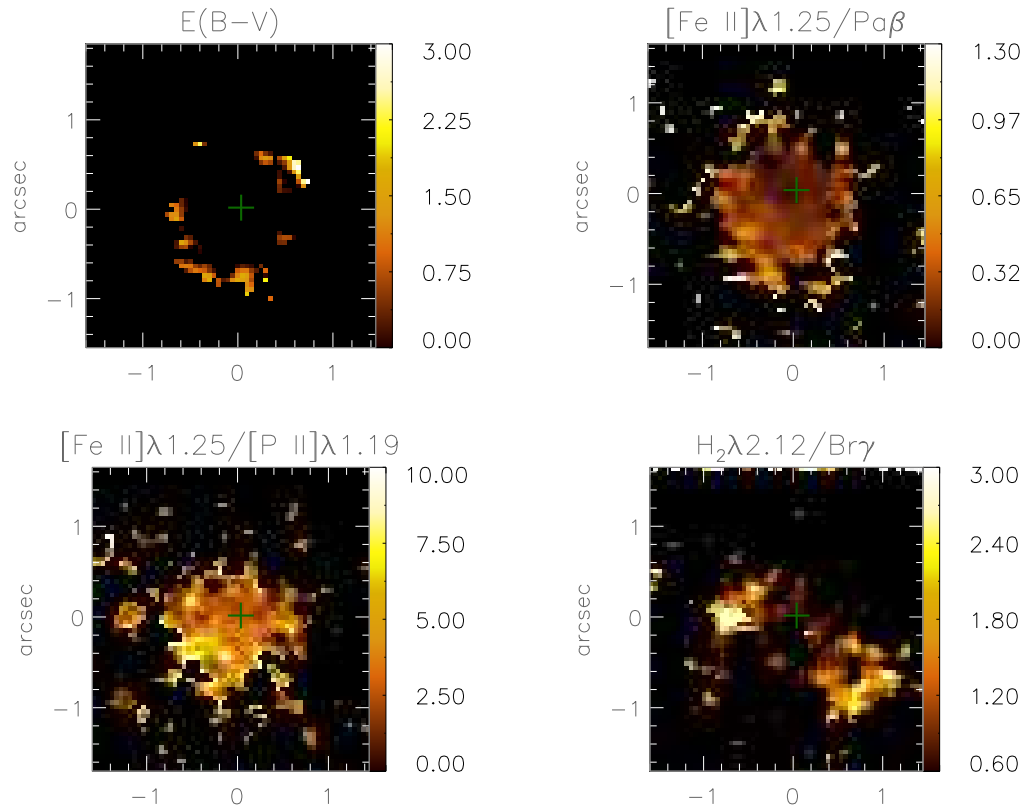


Figura 3.5: Mapas de avermelhamento e razões de linhas. No painel superior esquerdo apresentamos o mapa de avermelhamento. No painel superior direito mostramos o mapa de razões de linhas de $[\text{Fe II}]\lambda 1.2570\mu\text{m}/P\alpha\beta$, no painel inferior esquerdo mostramos o mapa de razões de $[\text{Fe II}]\lambda 1.2570\mu\text{m}/[\text{P II}]\lambda 1.8861\mu\text{m}$ e no painel inferior direito o mapa de razões de linhas de $\text{H}_2\lambda 2.1218\mu\text{m}/\text{Br}\gamma$. A cruz central marca a posição do núcleo.

são observados ao sudoeste e nordeste do mesmo alcançando valores acima de 3.0. As partes escuras nos mapas são as regiões onde não há boas medidas devido a baixa razão sinal/ruído.

3.4 Cinemática do Gás

Na Fig. 3.6 mostramos os mapas de velocidades, obtidos através do comprimento de onda central com a velocidade sistêmica subtraída ($V_s = 3853 \pm 19 \text{ km s}^{-1}$ retirada do modelo de rotação que será introduzido posteriormente). As regiões em preto nessa figura representam os pontos em que o S/N não foi alto o suficiente para permitir um bom ajuste. Todos os mapas de velocidades mostram blueshifts a leste (esquerda nas figuras) e redshifts a oeste (direita nas figuras), com a linha dos nodos orientada a um ângulo de posição de aproximadamente 80° , com a linha de isovelocidades mostrando um “diagrama aranha” característico de um movimento de rotação em um disco, embora seja possível encontrar pequenas diferenças entre os mapas para diferentes linhas.

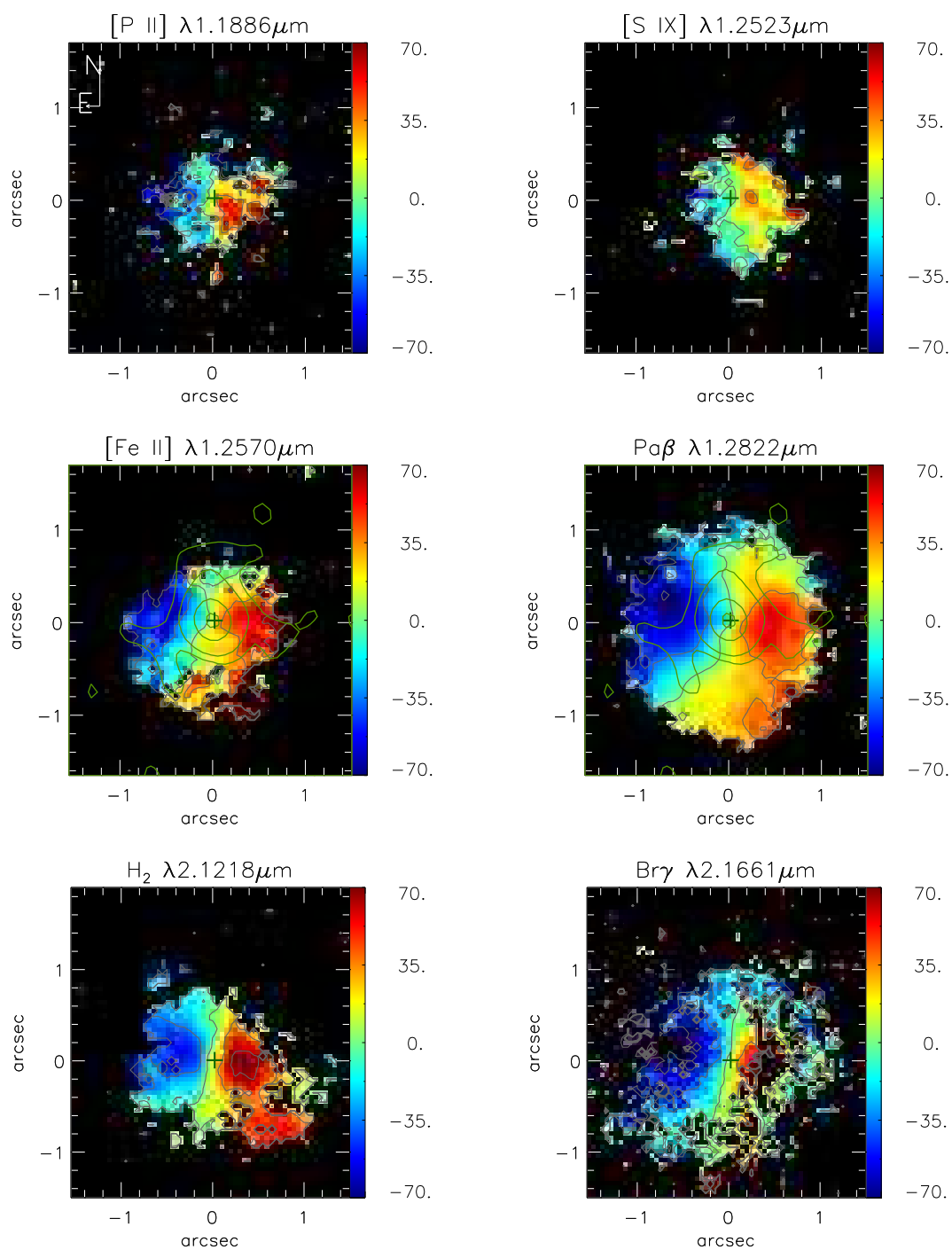


Figura 3.6: Campos de velocidades para o gás emissor de $[P II] \lambda 1.1886 \mu m$ (painel superior esquerdo), $[S IX] \lambda 1.2523 \mu m$ (painel superior central), $[Fe II] \lambda 1.2570 \mu m$ (painel superior direito), $Pa\beta \lambda 1.2822 \mu m$ (painel inferior esquerdo), $H_2 \lambda 2.1218 \mu m$ (painel inferior central) e $Br\gamma \lambda 2.1661 \mu m$ (painel inferior direito). A cruz central marca o núcleo e os contornos em verde são os contornos da imagem rádio em 6 cm de Ulvestad e Wilson (1989). As barras de cores estão em unidades de $km s^{-1}$.

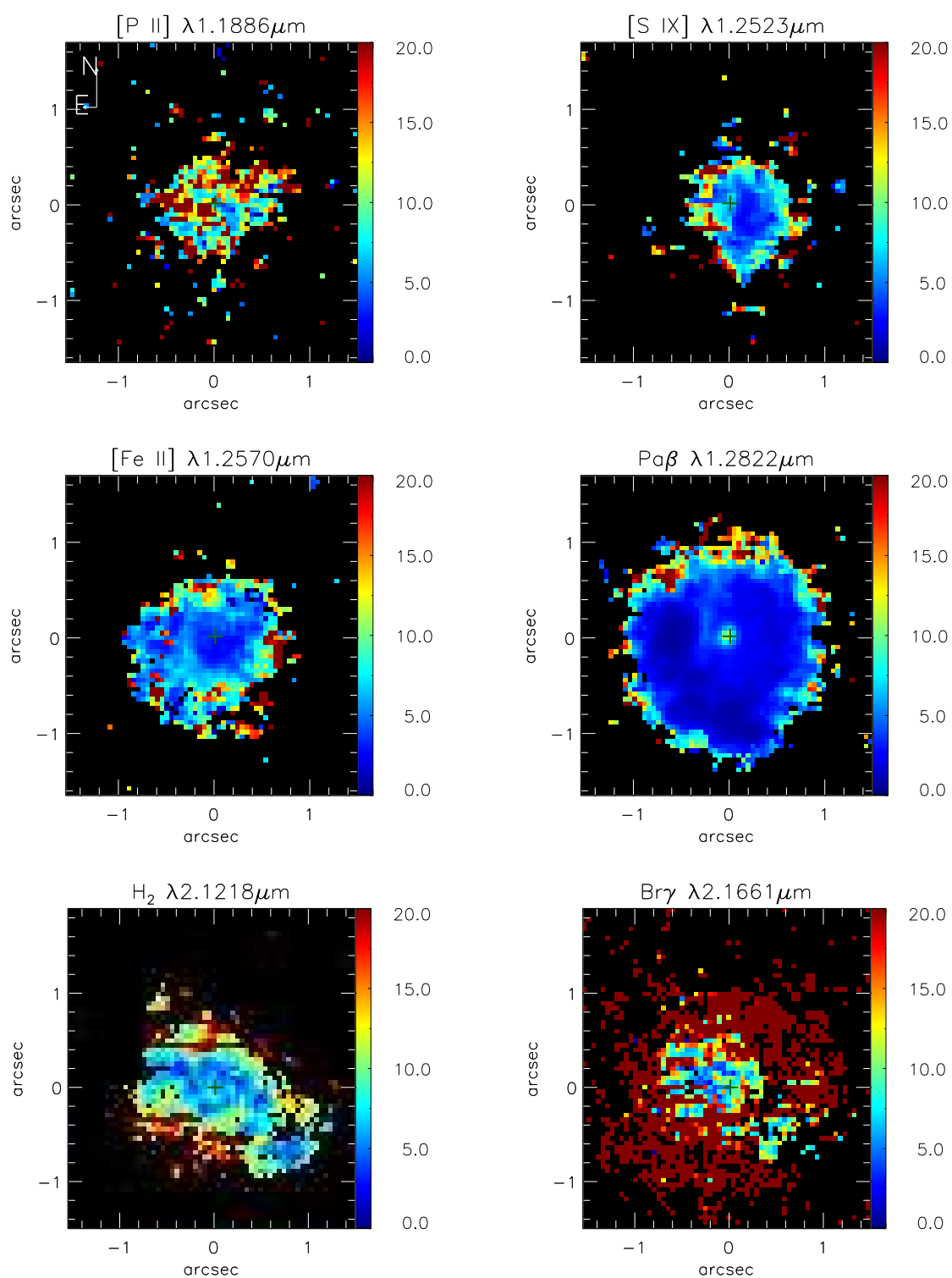


Figura 3.7: Mapas de erros para as velocidades radiais. A cruz verde marca a posição do núcleo.

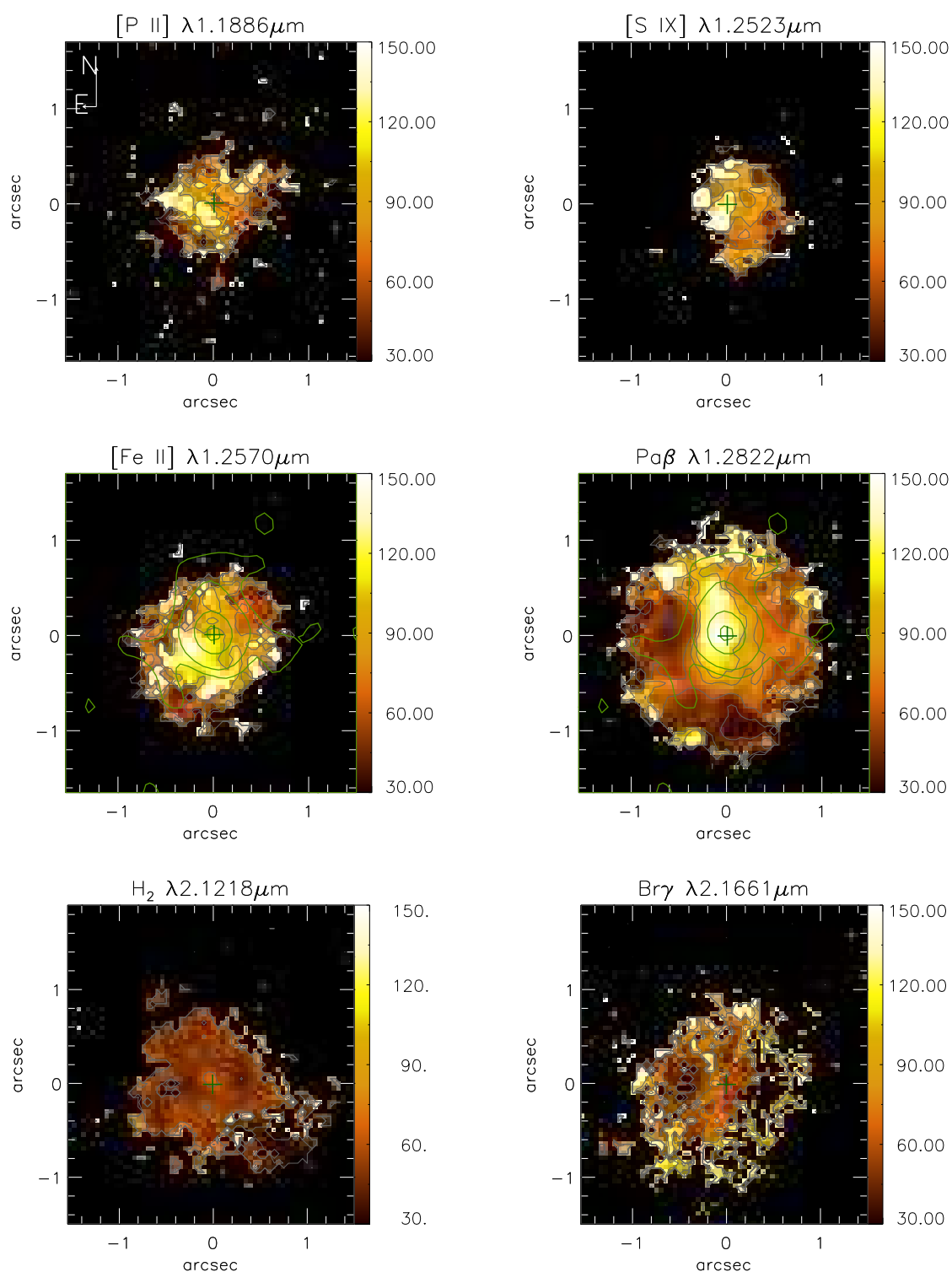


Figura 3.8: Mapas de dispersão de velocidades para $[P II] \lambda 1.1886 \mu m$ (painel superior esquerdo), $[S IX] \lambda 1.2523 \mu m$ (painel superior central), $[Fe II] \lambda 1.2570 \mu m$ (painel superior direito), $Pa\beta \lambda 1.2822 \mu m$ (painel inferior esquerdo), $H_2 \lambda 2.1218 \mu m$ (painel inferior central) e $Br\gamma \lambda 2.1661 \mu m$ (painel inferior direito). A cruz central marca o núcleo e os contornos em verde são os contornos da imagem rádio em 6 cm de Ulvestad e Wilson (1989). As barras de cores estão em unidades de $km s^{-1}$.

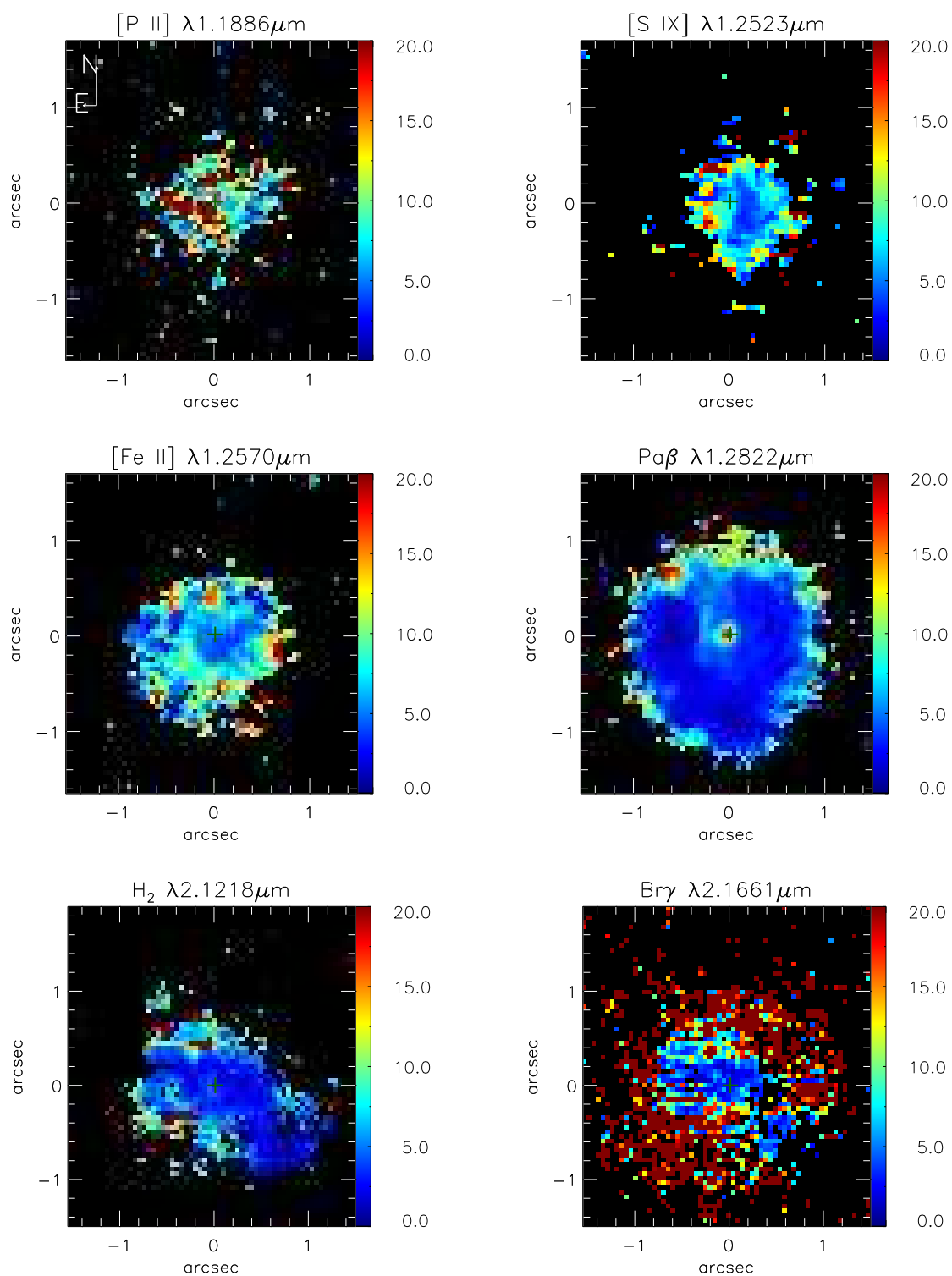


Figura 3.9: Mapas de erros para a dispersão de velocidades. A cruz verde marca a posição do núcleo.

Os mapas de erros para a velocidade radial são mostrados na Fig. 3.7. Podemos observar erros de 12 até $\approx 20 \text{ km s}^{-1}$ espalhados de forma aleatória no mapa do [P II]. Para o [S IX] observa-se que em poucos pontos o erro chega a 20 km s^{-1} , variando na maioria das posições de 0 a $\approx 8 \text{ km s}^{-1}$. O mesmo observa-se para o [Fe II], poucos pontos com erros alcançando os 20 km s^{-1} e na maior parte variando de 0 a $\approx 8 \text{ km s}^{-1}$. Para o $\text{Pa}\beta$ temos erros em quase todo o mapa próximos a 0, alcançando somente nas bordas do campo observado valores maiores (de 10 a 20 km s^{-1}). Para o H_2 podemos observar erros alcançando os 20 km s^{-1} tanto a sul quanto a norte do núcleo, variando nas outras posições de 0 a $\approx 10 \text{ km s}^{-1}$. O mapa de erros do $\text{Br}\gamma$ apresenta os maiores erros, com valores alcançando 20 km s^{-1} na maioria das posições exceto em alguns pontos centrais.

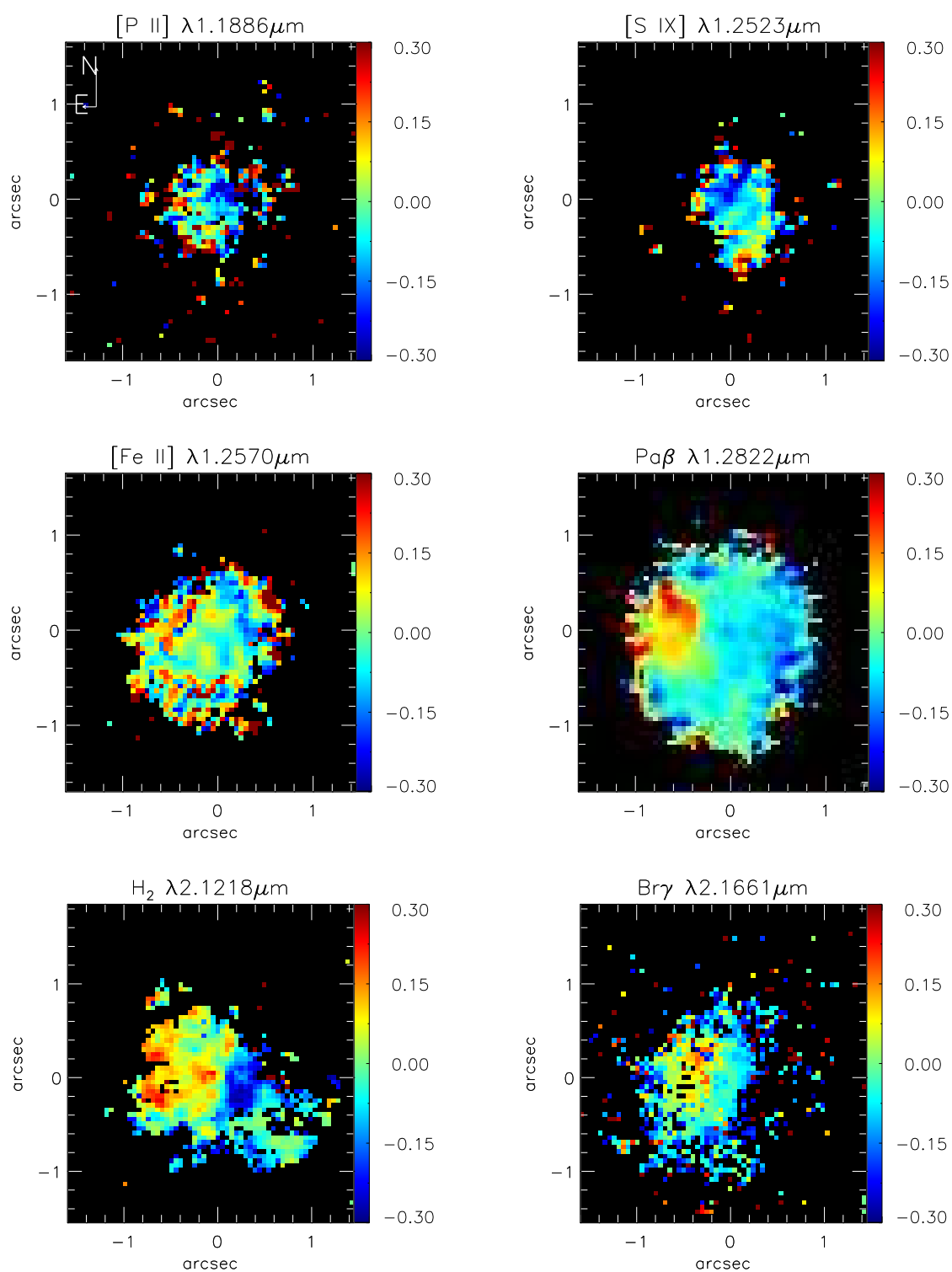
Na Fig. 3.8 mostramos os mapas de dispersão de velocidades para todas as linhas. O mapa de σ para o [Fe II] mostra os maiores valores, acima de 150 km s^{-1} , ao sudeste do núcleo e os menores valores ($\approx 75 \text{ km s}^{-1}$) a noroeste do mesmo. O mapa de σ do [P II] se mostra parecido com o do [Fe II], mas com valores de um modo geral mais baixos e com mais ruído. O mapa de σ do $\text{Pa}\beta$ mostra valores mais altos no núcleo, se estendendo a $0.4''$ sul e a $0.6''$ norte do mesmo e menores valores a leste, sul e oeste dessa região central, e com valores ainda menores quando comparados aos do [Fe II]. Os maiores valores na região central podem ser devido a uma possível contaminação da linha pela componente larga mal subtraída. O H_2 é o gás que apresenta os menores valores de σ , sendo menores que 70 km s^{-1} na maioria das regiões.

Os mapas de erros para a dispersão de velocidades são mostrados na Fig. 3.9. Podemos observar erros de 10 até $\approx 20 \text{ km s}^{-1}$ espalhados de forma aleatória no mapa do [P II]. Para o [S IX] observa-se que em poucos pontos o erro chega a 20 km s^{-1} , variando na maioria das posições de 0 a $\approx 8 \text{ km s}^{-1}$. O mesmo observa-se para o [Fe II], poucos pontos com erros alcançando os 20 km s^{-1} e na maior parte variando de 0 a $\approx 8 \text{ km s}^{-1}$. Para o $\text{Pa}\beta$ temos erros em quase todo o mapa próximos a 0, alcançando somente nas bordas do ajuste erros moderados (de 10 a 20 km s^{-1}), com um pequeno pico no núcleo. Para o H_2 podemos observar erros alcançando os 20 km s^{-1} tanto a sul quanto a norte do núcleo, variando nas outras posições de 0 a $\approx 10 \text{ km s}^{-1}$. O mapa de erros do $\text{Br}\gamma$ apresenta os maiores erros, com valores alcançando 20 km s^{-1} na maioria das posições exceto em pontos centrais onde o erro é de $\approx 5 \text{ km s}^{-1}$.

Os mapas para os momentos h_3 e h_4 de Gauss-Hermite estão mostrados nas Figs. 3.10 e 3.12 respectivamente. Os mapas de h_3 apresentam valores baixos em geral. Em particular, no caso das linhas do $\text{Pa}\beta$ e H_2 , observa-se uma região de valores positivos a nordeste do núcleo e negativos a sudoeste do mesmo, indicando a presença de asas vermelhas e azuis nos perfis destas linhas, respectivamente.

Alguns mapas de h_4 , como por exemplo do [Fe II] e $\text{Pa}\beta$ apresentam valores positivos em grande parte do campo observado, indicando que o perfil destas linhas é mais “pontagudo” do que uma gaussiana (ver Fig. 2.1).

Os mapas de erros para os momentos h_3 e h_4 são mostrados nas Fig. 3.11 e Fig. 3.13, respectivamente. São muito similares e por isso serão discutidos juntamente. Para o [P II] vemos um mapa com valores mais altos, onde em muitas posições o erro chega a 0.2, exceto para o oeste do núcleo. Para o [S IX] podemos observar erros próximos de 0 em grande parte do mapa, com

Figura 3.10: Mapas para o momento h_3 de Gauss-Hermite.

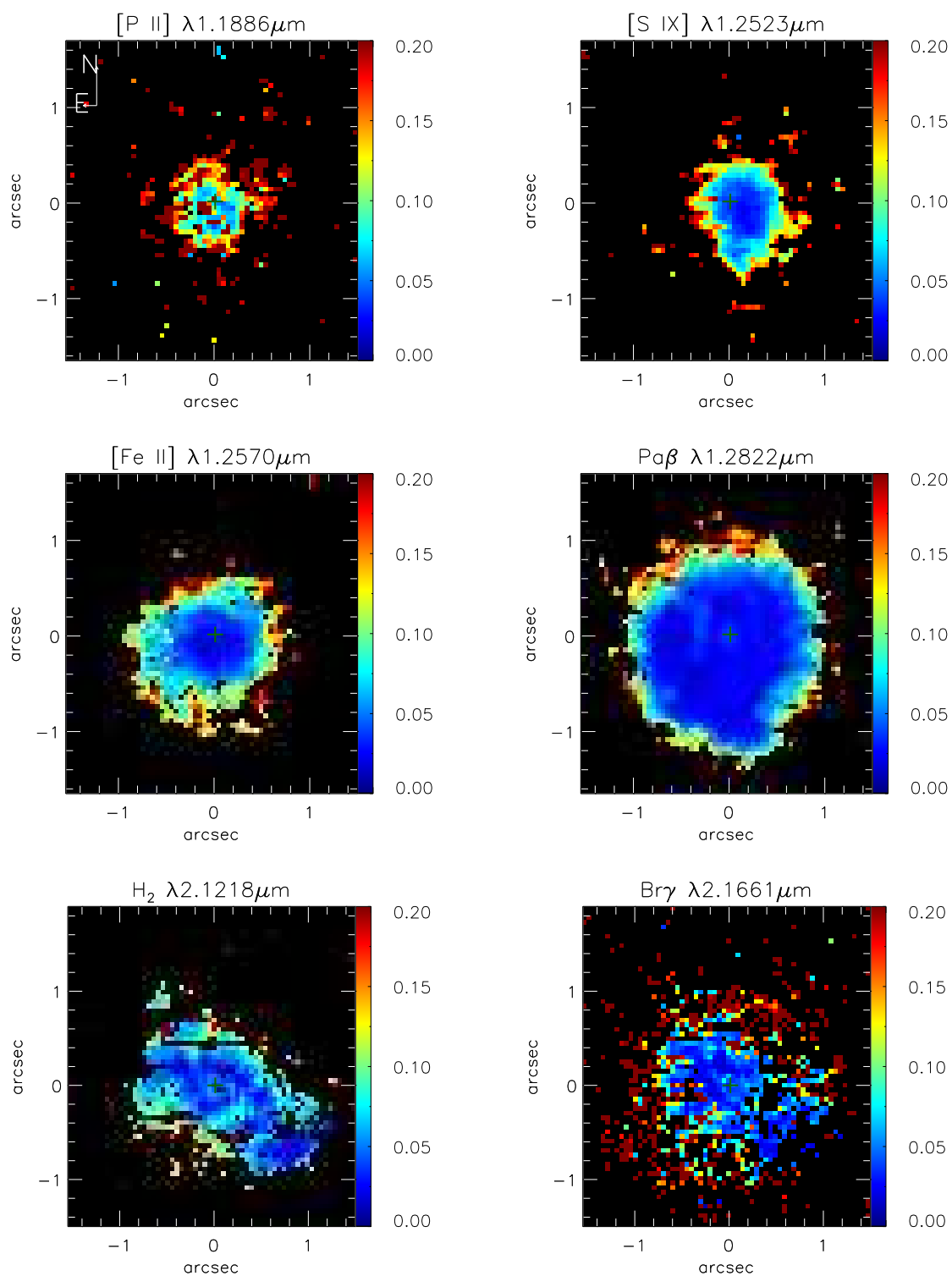
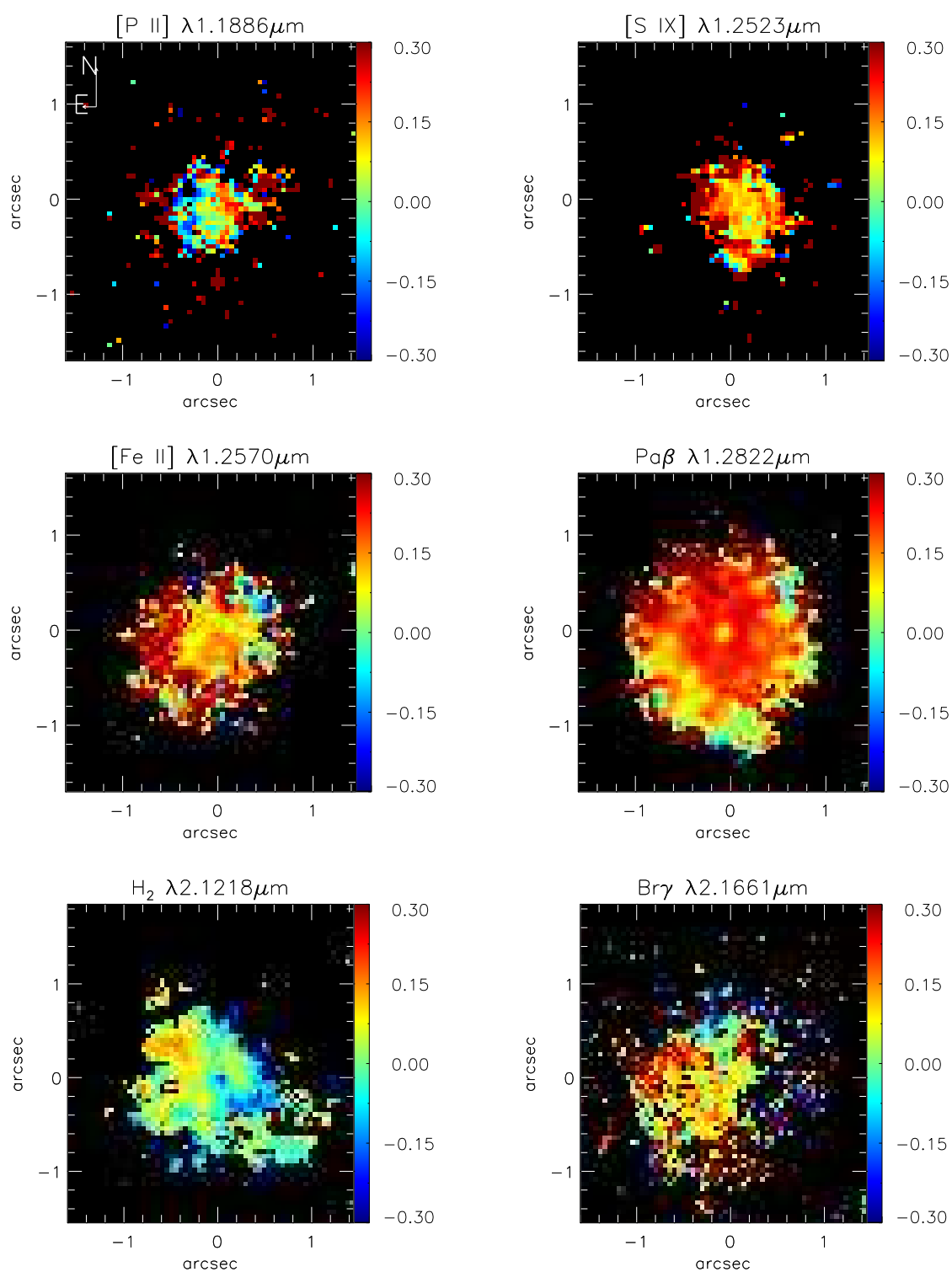


Figura 3.11: Mapas de erros para o momento de Gauss-Hermite h_3 . A cruz verde marca a posição do núcleo.

Figura 3.12: Mapas para o momento h_4 de Gauss-Hermite.

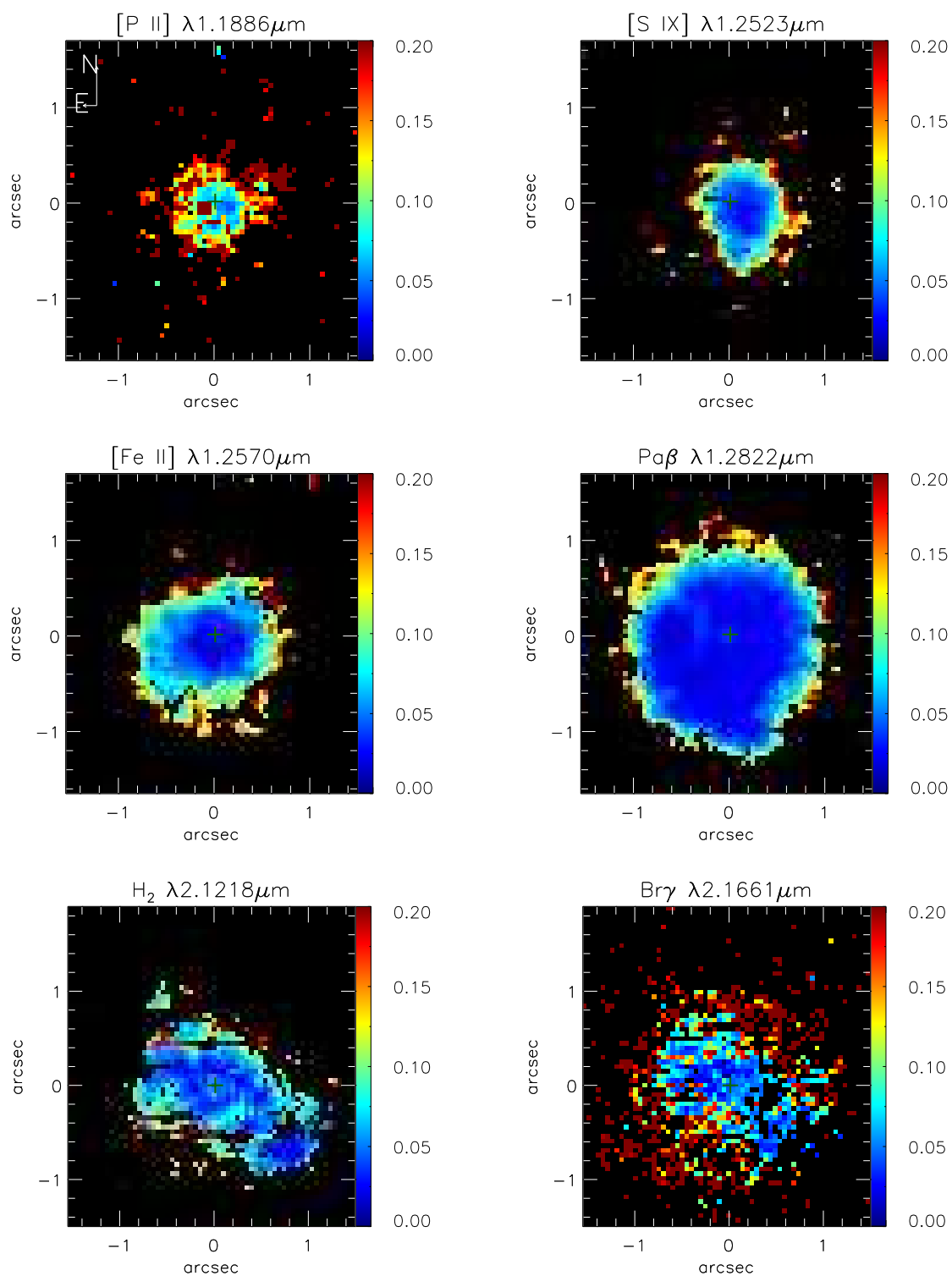


Figura 3.13: Mapas de erros para o momento de Gauss-Hermite h_4 . A cruz verde marca a posição do núcleo.

um aumento de 0.2 quando olhamos para as bordas do ajuste e o mesmo se dá para o mapas do [Fe II] e do $\text{Pa}\beta$. O mapa do H_2 apresenta erros variando de 0 a ≈ 0.1 para a maioria das posições, exceto para duas posições, uma a norte e outra a sul do núcleo onde ele chega a valores de ≈ 0.2 . Já o mapa de erros do $\text{Br}\gamma$ apresenta valores razoáveis no centro (≈ 0) e valores maiores de até 0.2 quanto mais pra fora do centro observarmos.

3.4.1 Mapas de fluxos em diferentes velocidades

Os mapas de fluxo em diferentes velocidades ou então, channel maps, ao longo das linhas do [S IX], [Fe II], $\text{Pa}\beta$ e H_2 são mostrados nas figuras 3.14, 3.15, 3.16 e 3.17 respectivamente. Cada painel mostra a distribuição de fluxo em unidades logarítmicas centrada na velocidade mostrada no canto superior esquerdo de cada painel (velocidade relativa à velocidade sistêmica da galáxia). A cruz central marca a posição do núcleo. Os channel maps para o [P II] e $\text{Br}\gamma$ não são mostrados pois o do [P II] é parecido com o do [Fe II] e o do $\text{Br}\gamma$ com o do $\text{Pa}\beta$, porém com mais ruído.

Na Fig. 3.14, mostra-se os channel maps ao longo do [S IX] que apresentam a distribuição de fluxos integrada com uma velocidade de 25 km s^{-1} (corresponde a um pixel espectral). Em velocidades altas a emissão é estendida até $\approx 0.5''$ a sul/sudoeste do núcleo e nas menores velocidades o [S IX] é concentrado no núcleo.

Na Fig. 3.15, os channel maps ao longo da linha do [Fe II] mostram a distribuição de fluxo com incrementos de velocidades de 105 km s^{-1} (correspondendo a 4 pixels espectrais) para altas velocidades e 50 km s^{-1} para os três pontos centrais (correspondendo a dois pixels espectrais). Todos os channel maps do [Fe II] apresentam a distribuição de fluxo alongada para o sudeste até $\approx 0.9''$ (270 pc) do núcleo. Observa-se tanto os altos blueshifts quanto os altos redshifts a sudeste do núcleo atingindo velocidades de 250 km s^{-1} .

A Fig. 3.16, mostra os channel maps para o $\text{Pa}\beta$ integrados em bins de velocidades de 200 km s^{-1} em altas velocidades e 50 km s^{-1} para velocidades próximas de zero. Os maiores blueshifts e redshifts, alcançando 500 km s^{-1} , são observados basicamente no núcleo e são, provavelmente devido a contaminação de resíduos da componente larga da linha. As distribuições de fluxo são mais estendidas e mais simetricamente distribuídas do que para o [Fe II].

A Fig. 3.17 mostra os channel maps para o H_2 para intervalos de velocidades de 30 km s^{-1} . Os maiores blueshifts e redshifts, alcançando $\approx 130 \text{ km s}^{-1}$, são observados a nordeste e noroeste do núcleo respectivamente, seguindo a linha dos nodos da galáxia, assim como visto na Fig. 3.6. Para velocidades menores (próximas a zero) há uma estrutura se estendendo do núcleo para sudoeste.

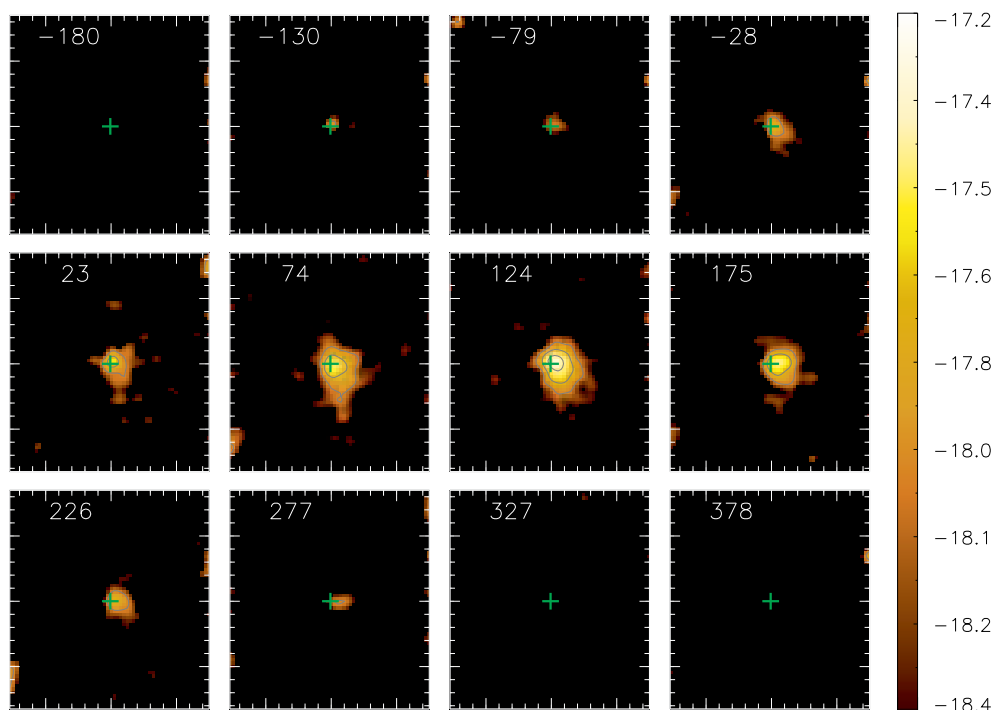


Figura 3.14: Channel maps ao longo do perfil da linha do [S IX] centrados a velocidades mostradas nos cantos superiores esquerdos de cada painel em km s^{-1} . Os marcadores mais longos são separados por $1''$ e a cruz central marca a posição do núcleo.

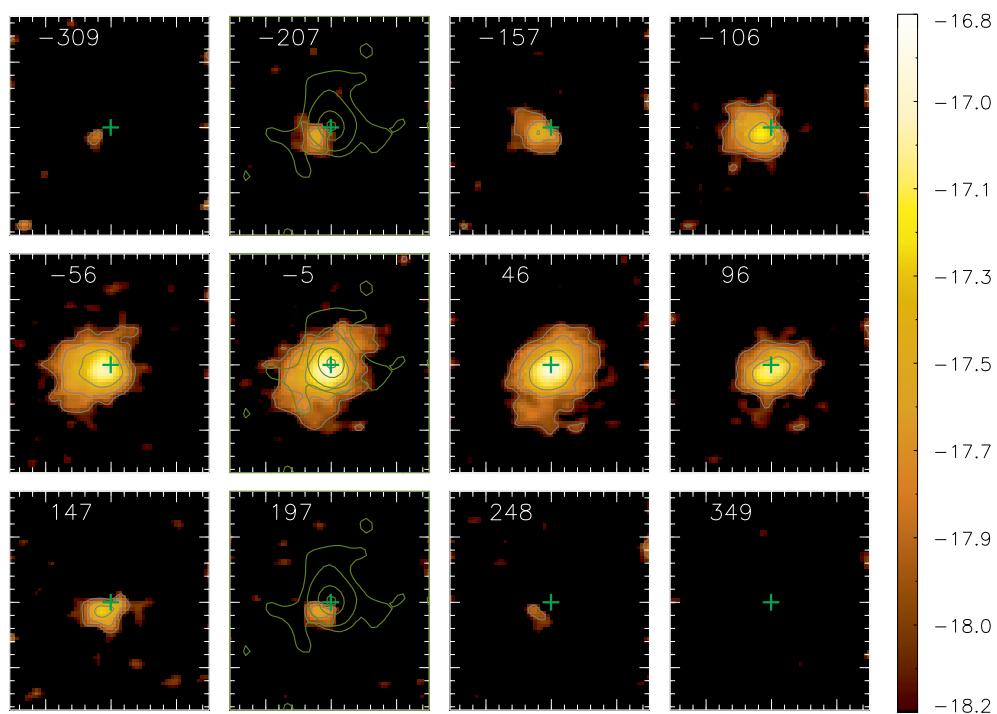


Figura 3.15: Channel maps ao longo do perfil da linha do [Fe II]. A cruz central marca a posição do núcleo e os contornos em verde são os contornos da imagem rádio em 6 cm de Ulvestad e Wilson (1989). Descrição da figura tal qual Fig. 3.14.

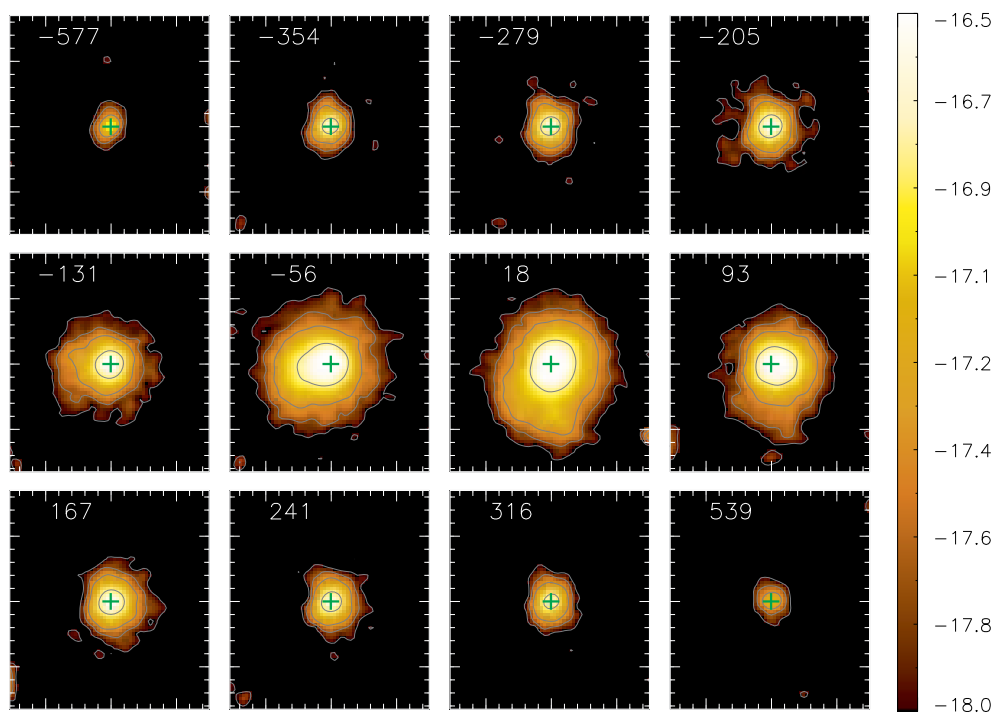


Figura 3.16: Channel maps ao longo do perfil da linha do Pa β . Descrição da figura tal qual Fig. 3.14.

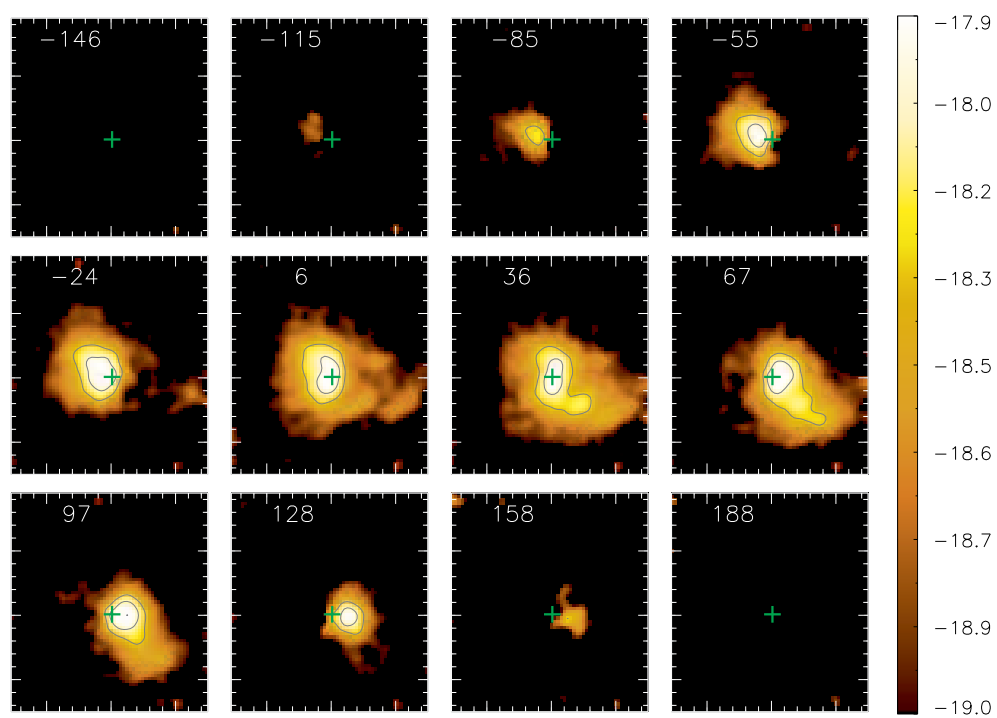


Figura 3.17: Channel maps ao longo do perfil da linha do H₂. Descrição da figura tal qual Fig. 3.14.

4 DISCUSSÕES

Neste capítulo discutimos os resultados apresentados no capítulo anterior.

4.1 Excitação do gás

Com o objetivo de investigar a excitação do gás, construímos mapas para as seguintes razões de linhas: $[\text{Fe II}]\lambda 1.25 \mu\text{m}/\text{Pa}\beta$ e $\text{H}_2\lambda 2.12\mu\text{m}/\text{Br}\gamma$. Esses mapas podem ser usados para distinguir objetos entre as classes Seyferts, LINERs e Starbursts. Em particular, núcleos Seyferts apresentam valores $0.6 \leq [\text{Fe II}]/\text{Pa}\beta \leq 2.0$ e $0.6 \leq \text{H}_2/\text{Br}\gamma \leq 2.0$ (eg Rodríguez-Ardila, Riffel e Pastoriza (2005)). Valores maiores são observados em LINERs e menores em Starbursts e regiões H II. Valores típicos nos nossos mapas são de ≈ 0.65 para $[\text{Fe II}]\lambda 1.25\mu\text{m}/\text{Pa}\beta$ e ≈ 1.8 para $\text{H}_2\lambda 2.12\mu\text{m}/\text{Br}\gamma$, indo ao encontro dos valores citados anteriormente.

4.1.1 Níveis de energia na molécula de H_2

A Fig. 4.1 mostra esquematicamente alguns níveis de energia eletrônicos, vibracionais e rotacionais de uma molécula diatômica. Os níveis vibracionais são caracterizados pelo número quântico v e os níveis rotacionais pelo número quântico l . Os primeiros níveis vibracionais têm um espaçamento constante $\Delta E = hf$. No caso dos níveis vibracionais de maior energia, a aproximação do potencial molecular pelo potencial de um oscilador harmônico simples deixa de ser válida e o espaçamento entre os níveis não é mais constante. Observa-se na Fig. 4.1 que as curvas de energia potencial que representam a força entre dois átomos da molécula não têm exatamente a mesma forma para o estado eletrônico fundamental e o primeiro estado excitado. Isto significa que a frequência de vibração f é diferente para diferentes estados eletrônicos. No caso de transições entre os estados vibracionais associados a diferentes estados eletrônicos, a regra de seleção $\Delta v = \pm 1$ não precisa ser respeitada. Transições deste tipo resultam na emissão de fótons na região do espectro visível ou em suas proximidades.

O espaçamento dos níveis rotacionais aumenta com o valor de l . Como as energias de rotação são muito menores que as energias vibracionais e as energias eletrônicas, as rotações aparecem nos espectros das moléculas como um desdobramento fino das linhas espectrais. Quando a resolução é insuficiente para resolver as linhas, o espectro apresenta várias faixas e quando essas faixas são observadas com maior resolução, verifica-se que são compostas por linhas muito próximas.

As linhas de emissão do H_2 observadas no infravermelho são devidas a transições entre os níveis vibracionais da molécula.

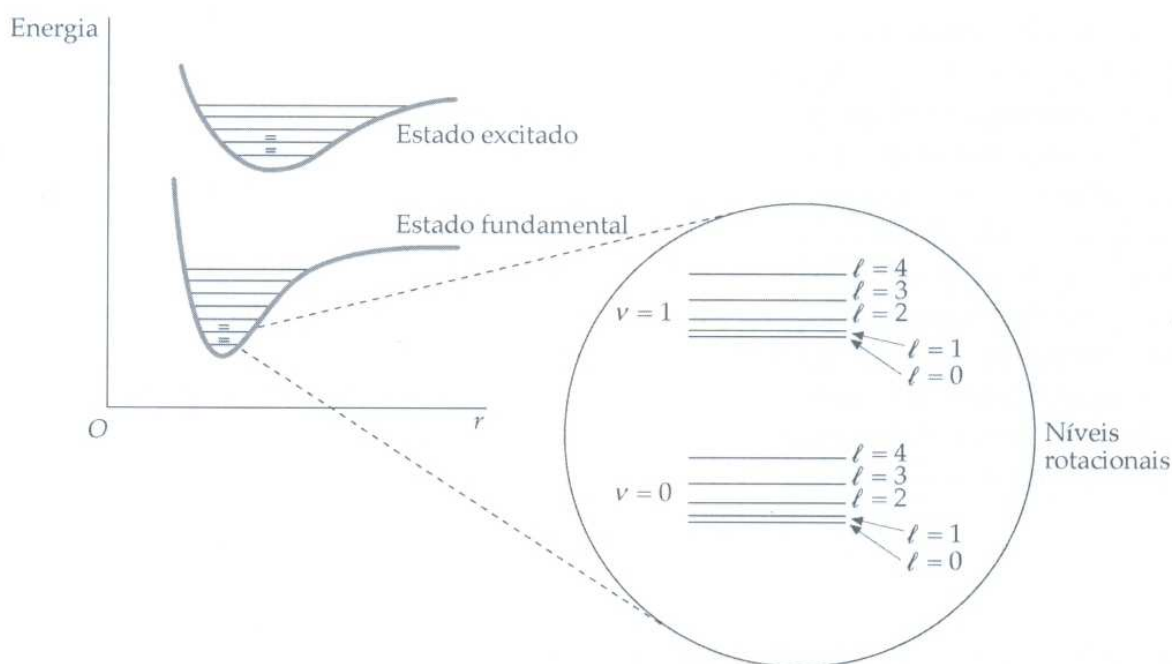


Figura 4.1: Níveis de energia eletrônicos, vibracionais e rotacionais de uma molécula diatômica. Os níveis rotacionais estão representados em uma ampliação dos níveis vibracionais $v=0$ e $v=1$ do estado eletrônico fundamental. Figura retirada de Tipler e Llewellyn (2001).

4.1.2 A emissão do H_2

A excitação do hidrogênio molecular tem sido tema de estudo de vários trabalhos recentes (eg Storchi-Bergmann et al. (1999); Reunanen, Kotilainen e Prieto (2002); Rodríguez-Ardila et al. (2004); Rodríguez-Ardila, Riffel e Pastoriza (2005); Davies et al. (2005); Riffel, Rodríguez-Ardila e Pastoriza (2006), Riffel et al. (2008, 2009); Riffel, Storchi-Bergmann e Nagar (2010); Sanchez et al. (2009); Ramos Almeida, Pérez García e Acosta-Pulido (2009); Hicks et al. (2009); Storchi-Bergmann et al. (2009, 2010); Guillard et al. (2010); Dors et al. (2012)). Resumindo, esses estudos mostram que as linhas do H_2 podem ser excitadas por dois mecanismos principais:

- Excitação fluorescente devido a absorção de fótons no UV mole (912-1108 Å) nas bandas Lyman and Werner (Black; van Dishoeck, 1987).
- Excitação colisional devido ao choque e aquecimento do gás devido a interação do jato rádio com o meio interestelar (Hollenbach; McKee, 1989) ou Raios-X do AGN central (Maloney; Hollenbach; Tielens, 1996).

O segundo mecanismo é usualmente referido como processos térmico, já que envolve aquecimento local do gás emissor, enquanto o primeiro é normalmente chamado de processo não térmico e não é importante para a maioria do AGNs (Riffel et al., 2008, 2009).

A temperatura de excitação para a emissão do H_2 pode ser obtida a partir dos fluxos das suas linhas de emissão na banda K através da seguinte relação (eg Wilman, Edge e Johnstone

(2005); Storchi-Bergmann et al. (2009); Riffel, Storchi-Bergmann e Nagar (2010)):

$$\log \left(\frac{F_i \lambda_i}{A_i g_i} \right) = \text{const.} - \frac{T_i}{T_{exc}}, \quad (4.1)$$

onde F_i é o fluxo da $i^{\text{ésima}}$ linha do H_2 , λ_i é o seu comprimento de onda, A_i é o coeficiente de emissão espontânea, g_i é o peso estatístico do nível superior da transição, T_i é a energia do nível expressada em termos de temperatura e T_{exc} é a temperatura de excitação. Essa relação é válida para excitações térmicas, sob a suposição de uma razão de abundância *ortho:para* de 3 : 1. Na Fig. 4.3 apresentamos os valores observados para $N_{upp} = \frac{F_i \lambda_i}{A_i g_i}$ (mais uma constante arbitrária) vs $E_{upp} = T_i$ para o espectro na posição A da Fig. 3.1 (0.6" ao leste do núcleo). Não fomos capazes de ajustar essa relação para a emissão nuclear, o que sugere uma contribuição não térmica no mesmo. O ajuste da relação acima é mostrado na Fig. 4.3 como uma linha contínua e resultou numa temperatura de excitação de $T_{exc} = 2367 \pm 45K$ para a posição A. Como os fluxos observados são bem representados pelo ajuste da equação acima, podemos concluir que o gás H_2 emissor está em equilíbrio térmico com T_{exc} e a razão *ortho:para* é realmente 3, assim como assumimos.

O resultado acima suporta a excitação térmica para o H_2 . O aquecimento pode ser fornecido por Raios-X do núcleo e/ou por choques devido a interação do jato rádio com o meio interestelar. De acordo com o diagrama diagnóstico de Dors et al. (2012), mostrado na Fig. 4.2, para a Mrk 766 o mecanismo de excitação majoritário é por Raios-X, uma vez que as razões de linhas observadas (Fig. 3.5) são reproduzidas pelo modelo que considera somente raios-X como fonte de aquecimento do gás. Para algumas posições pode também haver contribuição dos choques devido a interação do jato rádio com o gás.

4.1.3 A emissão do [Fe II]

Usando as razões entre as linhas de $[\text{Fe II}]\lambda 1.2570\mu\text{m}/P\alpha\beta$ e $[\text{Fe II}]\lambda 1.2570\mu\text{m}/[\text{P II}]\lambda 1.8861\mu\text{m}$ mostradas na Fig. 3.5 podemos investigar os mecanismos de excitação do [Fe II]. A primeira, $[\text{Fe II}]\lambda 1.2570\mu\text{m}/P\alpha\beta$, é controlada pela razão entre os volumes das regiões de gás parcialmente e totalmente ionizado, já que a emissão do [Fe II] é excitada em regiões parcialmente ionizadas. Em AGNs essas regiões podem ser criadas por Raio-X (eg Simpson et al. (1996)) e/ou choques (eg Forbes e Ward (1993)) entre as partículas do gás.

Para galáxias Starbursts $[\text{Fe II}]/P\alpha\beta \leq 0.6$. Já para supernovas, onde os choques são o principal mecanismo de excitação, essa razão é maior que 2 (Rodríguez-Ardila et al. (2004); Rodríguez-Ardila, Riffel e Pastoriza (2005)). Assim como observado na Fig. 3.5 para a Mrk 766 $[\text{Fe II}]/P\alpha\beta$ varia de 0 a 1.3 com os maiores valores observados nas bordas da estrutura rádio, indicando que a excitação por choques com o jato rádio é importante nessas regiões. Por outro lado, os valores observados para $[\text{Fe II}]\lambda 1.2570\mu\text{m}/P\alpha\beta$ são compatíveis com os modelos apresentados por Dors et al. (2012), indicando que raios-X provenientes do AGN poderiam dar conta da emissão de [Fe II] observada. Há uma maior correlação entre a emissão rádio e o mapa de fluxo

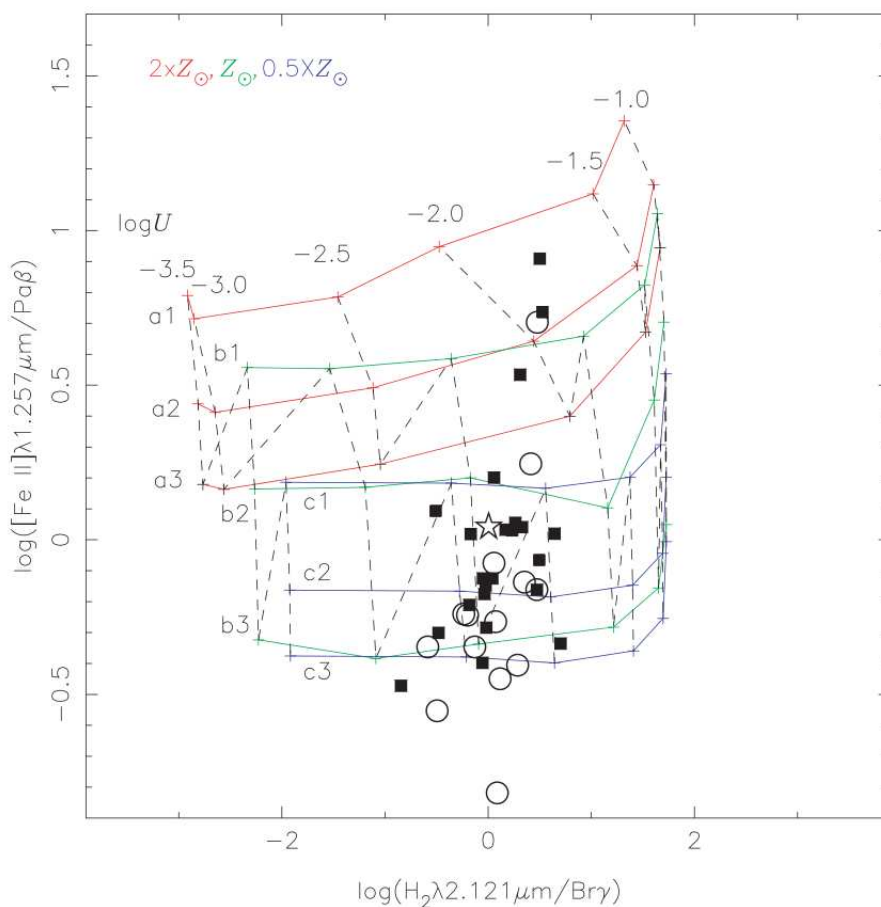


Figura 4.2: Diagrama diagnóstico de Dors et al. (2012) mostrando os dados observacionais pegos da literatura e resultados dos modelos de fotoionização. Linhas contínuas conectam curvas de iso-Z (metallicidade), enquanto linhas pontilhadas conectam curvas de iso-U (potenciais de ionização). Os valores de $\log U$ e $\log Z$ estão indicados. As três linhas diferentes para cada Z correspondem a diferentes valores assumidos de Fe/O. Círculos, quadrados e estrelas representam dados de Sy1, Sy2 e Quasares, respectivamente.

do $[Fe II]$ do que com as outras linhas (ver Fig. 4.4) assim como um aumento no σ nas bordas do jato rádio suporta uma maior contribuição do mesmo para a excitação do $[Fe II]$ do que para o H_2 . Esses resultados estão de acordo com nossos resultados prévios sobre núcleos de galáxias Seyferts, que indicam que os choques com o jato rádio devem representar um importante mecanismo de excitação das linhas do $[Fe II]$ no Infravermelho próximo (Storchi-Bergmann et al. (1999); Riffel, Rodríguez-Ardila e Pastoriza (2006), Riffel, Storchi-Bergmann e Nagar (2010); Storchi-Bergmann et al. (2009)).

A conclusão chegada acima é suportada também pelo mapa de razões das linhas $[Fe II]\lambda_{1.2570\mu m}/[P II]\lambda_{1.1886\mu m}$ (painel inferior esquerdo da Fig. 3.5). Essas duas linhas possuem temperaturas de excitação similares e suas famílias de íons possuem potenciais de ionização similares também, e relativos coeficientes de recombinação. Valores maiores que 2 indicam que choques no gás destruíram os grãos de poeira, liberando o Fe, aumentando sua abundância e então aumentando a emissão (Storchi-Bergmann et al. (2009); Riffel, Storchi-Bergmann e Nagar

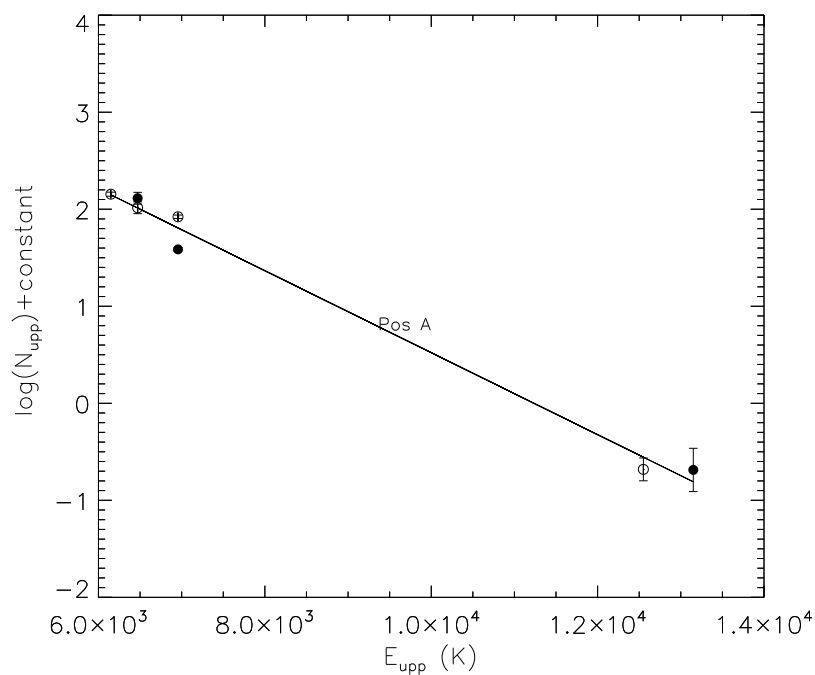


Figura 4.3: Relação entre $N_{\text{upp}} = \frac{E_i \lambda_i}{A_i g_i}$ e $E_{\text{upp}} = T_i$ para a emissão das linhas do H_2 devido à excitação térmica à $0.3''$ ao leste do núcleo. Transições *ortho* são mostradas como círculos cheios e transições *para* como círculos vazios.

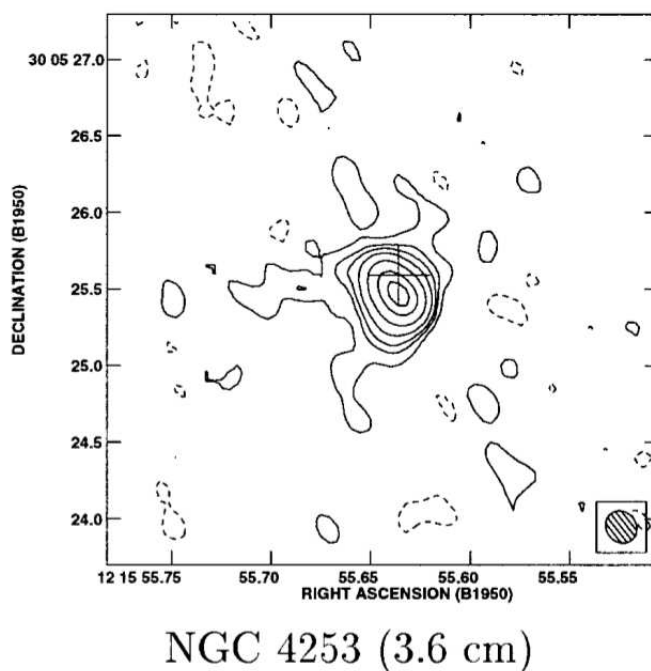


Figura 4.4: Estrutura rádio para a região central da galáxia Mrk 766. Figura retirada de Nagar et al. (1999).

(2010)). Para remanescentes de supernovas, em que os choques dominam os mecanismos de excitação, $[Fe II]/[P II]$ é tipicamente maior que 20 (Oliva et al., 2001), mas para muitos objetos astronômicos este valor é muito menor, pois o Fe está preso aos grãos de poeira. Por exemplo, em Órion, o limite superior é ≈ 2 (Storchi-Bergmann et al., 2009). Em locais perto das bordas do jato rádio, Mrk 766 observa-se valores de $[Fe II]/[P II] \approx 10$, indicando que os choques são importantes nessas regiões, estando de acordo com os grandes valores obtidos para $[Fe II]/Pa\beta$ para essas mesmas posições. Em outras regiões, valores típicos de $[Fe II]/[P II] \approx 5$, indicando uma menor contribuição do jato rádio e uma maior contribuição do aquecimento por Raios-X.

4.1.4 Emissão das linhas coronais

Linhas coronais são transições proibidas de espécies com alto potencial de ionização cuja emissão se estende até distâncias de algumas centenas de parsecs e com os perfis das linhas de emissão normalmente apresentando asas azuis e sendo mais largas que as linhas de baixa ionização (eg Rodríguez-Ardila et al. (2006); Storchi-Bergmann et al. (2009); Mazzalay, Rodríguez-Ardila e Komossa (2010); Riffel et al. (2011)).

Para a Mrk 766, a emissão de linhas coronais do $[Ca VII]\lambda 2.3220\mu m$ e $[S IX]\lambda 1.2523\mu m$ são espacialmente resolvidas pelas observações do NIFS. A distribuição de fluxo do $[S IX]$ apresenta perfis espaciais com $FWHM \approx 0.37''$, que é aproximadamente 2 vezes mais larga que a resolução espacial. Embora a extensão da região de emissão das linhas coronais da Mrk 766 seja muito menor do que a extensão da região de linhas de baixa ionização, sua distribuição de fluxos é mais estendida ao longo do jato rádio, seguindo a mesma orientação da região de baixa ionização, sugerindo uma mesma origem. Esse resultado apoia uma origem para as linhas coronais na parte interior da NLR, assim como sugerido por Rodríguez-Ardila et al. (2006). Essa interpretação é também suportada pela cinemática do gás coronal, que apresenta velocidades (Fig. 3.6) e dispersão de velocidades (Fig. 3.8) similares às linhas de baixa ionização.

4.2 Massa de gás ionizado e de gás molecular

A massa de hidrogênio ionizado pode ser estimada por $M_{H II} = m_p N_e V_{H II}$, onde N_e é a densidade eletrônica e $V_{H II}$ é o volume da região emissora e m_p é a massa do próton (Storchi-Bergmann et al., 2009).

O produto $N_e^2 V_{H II}$ pode ser obtido através da expressão para o fluxo do $Br\gamma$ obtida usando os coeficientes de emissão listados em Osterbrock e Ferland (2006):

$$F_{Br\gamma} = 2.7 \times 10^{-28} \frac{N_e^2 V_{H II}}{D^2} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}, \quad (4.2)$$

onde, D é a distância até a galáxia em cm; unidades de densidade estão em cm^{-3} e assumimos uma temperatura eletrônica de 10^4K e densidade no intervalo $10^2 < N_e < 10^4 \text{ cm}^{-3}$.

Então, a massa de gás ionizado, em unidades de massas solares no interior de 900x900 pc² da Mrk 766 pode ser encontrada por (Riffel et al., 2008; Riffel; Storchi-Bergmann; Nagar, 2010; Storchi-Bergmann et al., 2009):

$$M_{HII} \approx 3 \times 10^{17} \left(\frac{F_{Br\gamma}}{\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}} \right) \left(\frac{D}{\text{Mpc}} \right)^2 [M_{\odot}], \quad (4.3)$$

onde $F_{Br\gamma}$ é o fluxo integrado para a linha de emissão do Br γ .

Podemos também calcular a massa de gás molecular através de (Riffel et al., 2008; Scoville et al., 1982):

$$M_{H_2} = \frac{2m_p F_{H_2\lambda 2.1218} 4\pi D^2}{f_{v=1,J=3} A_{S(1)} h\nu}, \quad (4.4)$$

onde, m_p é a massa do próton, $F_{H_2\lambda 2.1218}$ é o fluxo da linha, D é a distância até a galáxia e M_{H_2} é dada em massas solares. Para uma temperatura vibracional típica de $T_{vib} = 2000$ K (Storchi-Bergmann et al., 2009), a fração de população é $f_{v=1,J=3} A_{S(1)} = 1.22 \times 10^{-2}$ e a probabilidade de transição é $A_{S(1)} = 3.47 \times 10^{-7} \text{ s}^{-1}$ (Turner; Kirby-Docken; Dalgarno, 1977; Scoville et al., 1982; Riffel et al., 2008).

Chegamos então a:

$$M_{H_2} \approx 5.0776 \times 10^{13} \left(\frac{F_{H_2\lambda 2.1218}}{\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}} \right) \left(\frac{d}{\text{Mpc}} \right)^2 [M_{\odot}]. \quad (4.5)$$

Integrando sobre todo o campo do NIFS obtemos $F_{Br\gamma} \approx 6.2 \times 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ e $F_{H_2\lambda 2.1218} \approx 6.6 \times 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$, resultando em $M_{HII} \approx 6.9 \times 10^6 M_{\odot}$ e $M_{H_2} \approx 1.2 \times 10^3 M_{\odot}$. A massa de gás molecular é 10^3 vezes menor do que a de gás ionizado mas, assim como discutido em Storchi-Bergmann et al. (2009), essa massa de H_2 representa somente o gás quente emitindo no infra-vermelho próximo. A massa total de gás molecular (incluindo o gás frio, que não emite no infra-vermelho próximo) é usualmente $10^5 - 10^7$ vezes a de H_2 quente (Dale et al., 2005) sugerindo que a massa total de gás molecular seja, de pelo menos, $10^8 M_{\odot}$.

A massa de gás frio pode ser calculada diretamente a partir da luminosidade da linha $H_2\lambda 2.1218 \mu\text{m}$ por (Mazzalay et al., 2012):

$$\frac{M_{fria}}{M_{\odot}} \approx 1174 \times \frac{L_{1-0.5(1)}}{L_{\odot}} \quad (4.6)$$

Resultando em um valor de $\approx 9 \times 10^8 M_{\odot}$, diferindo do valor de massa total em 10^5 ordens de grandeza, indo de encontro ao valor inferior encontrado por Dale et al. (2005).

4.3 Massa do buraco negro

Podemos calcular a massa do buraco negro supermassivo através da relação $M_{\bullet} - \sigma_{*}$. No caso desta galáxia, não foi possível medir a dispersão de velocidades estelar. Entretanto, recentemente em Riffel et al. (2013) encontramos uma correlação entre a dispersão de velocidades

do [Fe II] λ 1.2570 μ m e a dispersão de velocidades estelar dada pela equação:

$$\sigma_* = 95.4 \pm 16.1 + (0.25 \pm 0.08) \times \sigma_{[Fe II]} \quad (4.7)$$

Uma vez encontrada a dispersão de velocidades estelar podemos encontrar a massa do buraco negro supermassivo através da relação $M - \sigma_*$ dada por (Graham et al., 2011; Riffel et al., 2013):

$$\log(M_\bullet/M_\odot) = (8.13 \pm 0.05) + (5.13 \pm 0.34)\log[\sigma_*/200 \text{ km s}^{-1}] \quad (4.8)$$

Valores típicos de $\sigma_{[Fe II]}$ para a Mrk 766 são de $100 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$, resultando em um limite superior para a dispersão de velocidades estelar de $147,8 \text{ km s}^{-1}$ e o inferior $96,6 \text{ km s}^{-1}$, consequentemente o valor superior para a massa do BNS é $2,89 \times 10^7 M_\odot$ e o inferior $3,33 \times 10^6 M_\odot$. Esta foi a primeira estimativa para a massa do buraco negro supermassivo da galáxia Mrk 766.

4.4 Cinemática do gás

Todos os campos de velocidades mostrados na Fig. 3.6 sugerem rotação na região central de Mrk 766. Com o objetivo de obter a velocidade sistêmica, orientação da linha dos nodos e estimar a massa do bojo, ajustamos um modelo de órbitas circulares no plano do disco, sujeito a um potencial gravitacional de Plummer para o campo de velocidade do Pa β . Detalhes do modelo são apresentados na secção 2.6.

A localização do centro cinemático X_0, Y_0 foi mantida fixa no ajuste. Dessa forma a equação 2.23 contém 5 parâmetros livres que podem ser determinados pelo ajuste do modelo aos dados observacionais. Isso foi feito usando o algoritmo de mínimos quadrados de Levenberg-Marquardt, no qual chutes para os parâmetros livres são dados inicialmente. Na Fig. 4.5 mostramos o modelo (painel superior esquerdo) e os mapas de resíduos para o [Fe II] (painel inferior esquerdo), H $_2$ (painel inferior direito) e Pa β (painel superior direito). Esses mapas mostram padrão de rotação para todas as linhas, onde os redshifts aparecem para sudoeste do núcleo. Assim como observado, nenhuma das linhas mostra mapas de resíduos com valores acima de 20 km s^{-1} , indicando uma boa reprodução do campo de velocidades pelo modelo.

Mas para o mapa de resíduos do [Fe II] uma componente adicional é sugerida juntamente com o mapa de dispersão de velocidades na posição do jato rádio a sudeste do núcleo. A presença dessa componente é também suportada pela distribuição dos fluxos nos channel maps da Fig. 3.15 na qual, blueshifts e redshifts com velocidades acima de 250 km s^{-1} são observados nesta região. Interpretamos esses resultados como sendo devido a emissão do gás em outflow ao longo do ângulo de posição PA $\approx 135^\circ$. A observação dos blueshifts e redshifts na mesma posição nos Channel maps e a ausência de altos resíduos no mapa de velocidades na posição do outflow sugere que o sua orientação seja aproximadamente no plano do céu.

Os parâmetros derivados do ajuste são:

- Velocidade sistêmica corrigida pela velocidade heliocêntrica do sistema de referência, $V_s =$

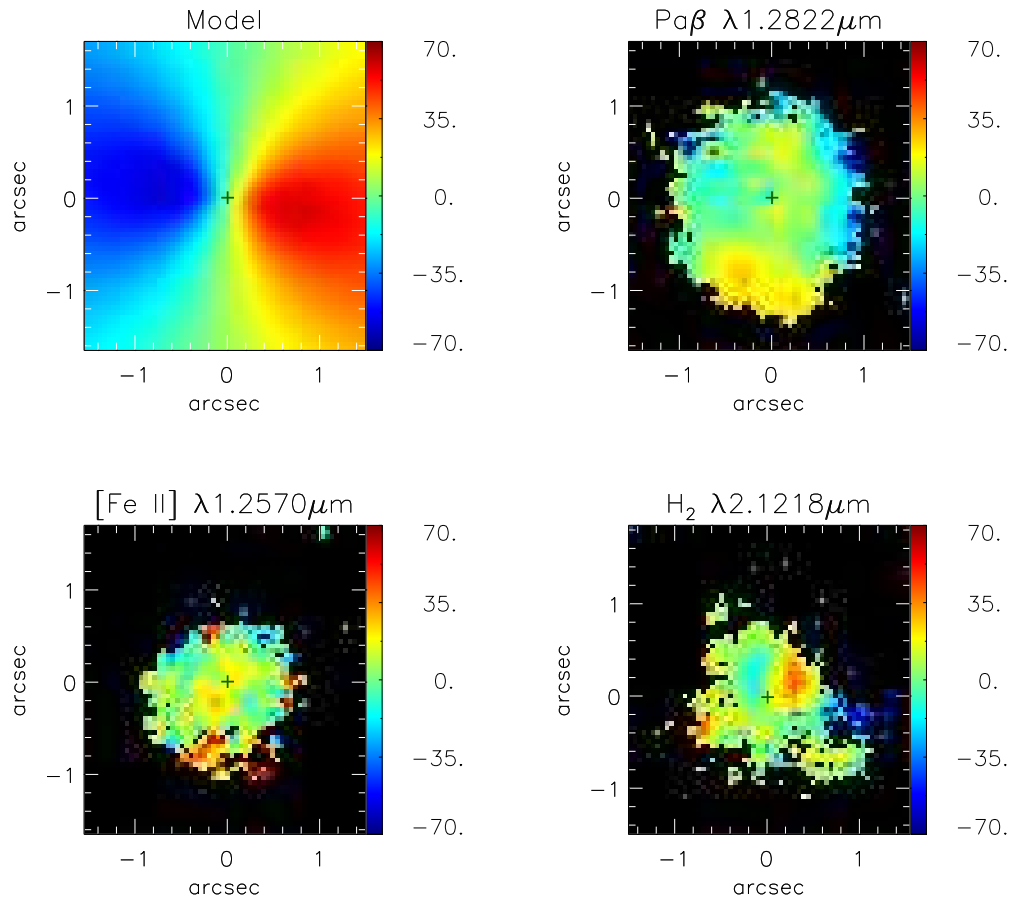


Figura 4.5: Painel superior esquerdo: modelo de rotação obtido através do ajuste. Painel superior direito: mapa de resíduos para o Pa β . Painel inferior esquerdo: mapa de resíduos para o [Fe II]. Painel inferior direito: mapa de resíduos para o H $_2$.

$$3853 \pm 19 \text{ km s}^{-1}.$$

- Ângulo de posição da linha do nodos, $\Psi_0 = 80.3^\circ \pm 0.8^\circ$.
- Massa interna aos X pc centrais $M = 8.72 \pm 0.63 \times 10^8 M_\odot$.
- Inclinação do disco ($i=0$ para um disco face-on), $i = 30^\circ \pm 4^\circ$.
- Parâmetro de escala, $A = 163.4 \pm 10 \text{ pc}$.

A velocidade sistêmica está de acordo com a encontrada no *Nasa Extragalactic Database*¹ ($V_s=3876 \text{ km s}^{-1}$), por uma diferença de 28 km s^{-1} assim como o valor da inclinação do disco, que tem uma diferença de 6° em relação à mesma fonte. O valor encontrado para o ângulo de posição da linha dos nodos difere em 7.2° do valor visto em *Hyperleda*². A massa do bojo encontrada nesse trabalho está de acordo com aquelas vistas para galáxias Seyfert, estando entre valores

¹<http://ned.ipac.caltech.edu/>

²<http://leda.univ-lyon1.fr/>

conhecidos ($0.84 \times 10^8 M_{\odot}$ e $18 \times 10^9 M_{\odot}$) assim como mostra Barbosa et al. (2006) e $5.4 \times 10^8 M_{\odot}$ (Riffel et al., 2011). O parâmetro de escala também apresenta um valor típico encontrado para outras galáxias (Barbosa et al., 2006; Riffel et al., 2011).

4.4.1 Taxa de outflow

Com o objetivo de quantificar o feedback do AGN na MRK 766, estimamos a taxa de massa de gás ionizado em outflow através de uma seção circular de raio $r = 0.25'' \approx 75$ pc localizado a uma distância $h = 0.5''$ a partir do núcleo para sudoeste. Essa geometria corresponde a um outflow de forma cônica com um ângulo de abertura de $\approx 53^\circ$, estimado a partir da Fig. 3.15. A taxa de outflow pode ser calculada usando (Riffel; Storchi-Bergmann, 2011b):

$$\dot{M}_{out} = m_p N_e v_{out} f A \quad (4.9)$$

e o *filling factor* (f) pode ser obtido através de

$$f = \frac{L_{Pa\beta}}{j_{Pa\beta} V} \quad (4.10)$$

onde, m_p é a massa do próton, N_e é a densidade eletrônica, v_{out} é a velocidade do gás em outflow e $L_{Pa\beta}$ e $j_{Pa\beta}$ são a luminosidade e o coeficiente de emissão do $Pa\beta$ respectivamente (Riffel; Storchi-Bergmann, 2011b).

Assumimos $N_e = 500 \text{ cm}^{-3}$, $L_{Pa\beta} = 1.43 \times 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$, $j_{Pa\beta} = 4.07 \times 10^{-22} \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$ e $v_{out} = 56 \text{ km s}^{-1} / \sin \theta \approx 125 \text{ km s}^{-1}$ onde θ é o ângulo entre a parede do cone (de onde observamos a componente da velocidade de 56 km s^{-1}) e o plano do céu. O valor da velocidade mencionada foi retirado diretamente dos channel maps considerando que a estrutura vista a sudeste é originada pela emissão das paredes do cone. Como descrito acima, o eixo do cone parece estar muito próximo ao plano do céu. A partir da abertura estimada do cone, adotamos um ângulo máximo entre o cone e o plano do céu de 26.6° . Sob essas condições, obtemos $f = 0.08$ e então $\dot{M}_{out} \approx 2.18 M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$. O valor encontrado aqui para \dot{M}_{out} está de acordo com aqueles encontrados para outras galáxias ativas em Veilleux, Cecil e Bland-Hawthorn (2005), que variam de 0.1 a $10 M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ e está na mesma ordem dos resultados obtidos por Riffel e Storchi-Bergmann (2011b), de $8 M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ para a Mrk 1157, de $1 M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ (Storchi-Bergmann et al., 2010) para a NGC 4151 e de $6 \times 10^{-2} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ (Riffel; Storchi-Bergmann, 2011a) para a Mrk 1066.

Segundo Storchi-Bergmann et al. (2010), podemos usar a taxa de massa em outflow encontrada acima para estimar a potência cinética do outflow usando:

$$\dot{E} \approx \frac{\dot{M}_{out}}{2} (v_{out}^2 + \sigma^2) \quad (4.11)$$

onde, $v_{out} = v_{obs} / \sin \theta$ é a velocidade do gás em outflow e σ é a dispersão de velocidades do gás em outflow. Usando $\sigma \approx 100 \text{ km s}^{-1}$ (a partir da Fig. 3.8) e $v_{out} = v_{obs} / \sin \theta = 125 \text{ km s}^{-1}$ obtemos o valor de $E \approx 1.76 \times 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$, que está de acordo com aqueles obtidos para

Galáxia	Taxa de outflow (em $M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$)	Referência
MRK 1066	6×10^{-2}	Riffel, Storchi-Bergmann e Nagar (2010)
NGC 4151	2	Storchi-Bergmann et al. (2009)
NGC 7582	5×10^{-2}	Riffel et al. (2009)
MRK 1157	6	Riffel et al. (2011)
MRK 79	3.5	Riffel, Storchi-Bergmann e Winge (2013)
MRK 766	2.18	Schönell et al. (2013)

Tabela 4.1: Tabela com os outflows referentes às galáxias previamente estudadas.

galáxias Seyferts e Fontes de Rádio compactas (Morganti; Tadhunter; Oosterloo, 2005) e com aqueles achados em Riffel e Storchi-Bergmann (2011b), de $\dot{E} \approx 5.7 \times 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$ e em Storchi-Bergmann et al. (2010), de $\dot{E} \approx 2.4 \times 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$. Na tabela 4.1 vemos alguns valores típicos de taxa de outflow para outras galáxias estudadas previamente.

5 CONCLUSÕES

Neste trabalho apresentamos resultados de uma espectroscopia bidimensional no infravermelho próximo, nas bandas J e K, dos ≈ 450 pc internos da galáxia Seyfert 1 Mrk 766 obtido com o instrumento NIFS do telescópio GEMINI, com uma resolução espacial de ≈ 60 pc (0.20"). As principais conclusões foram:

- As distribuições de fluxos da linha de emissão do hidrogênio molecular e do gás de baixa ionização são estendidas até ≈ 300 pc (1.0") do núcleo;
- A linha de emissão do H_2 está mais estendida ao longo do $PA=80^\circ$, aproximadamente o ângulo de posição do eixo maior;
- A emissão do [Fe II] está mais estendida aproximadamente ao longo do eixo menor;
- A linha coronal [S IX] é resolvida, estendendo-se até ≈ 180 pc (0.6") e é levemente mais estendida ao sul do núcleo;
- As razões de linhas de emissão $[Fe II]\lambda 1.2570\mu m/P\alpha\beta$, $[Fe II]\lambda 1.2570\mu m/[P II]\lambda 1.8861\mu m$ e $H_2\lambda 2.1218\mu m/Br\gamma$ mostram valores típicos de galáxias Seyferts;
- O gás de H_2 é excitado por processos térmicos e tem uma temperatura de excitação de $T_{exc} = 2367 \pm 45K$ para a posição A. Sua emissão é na maioria devida à excitação do gás por Raios-X do AGN central.
- A emissão do [Fe II], mesmo estando consistente com excitação por Raios-X, mostra um enriquecimento no fluxo e na dispersão de velocidades associados a estrutura rádio, e apresenta razão de linhas consistentes com excitação por choques produzidos pelo jato rádio;
- A cinemática do gás H_2 e HI é dominada por rotação com uma amplitude de velocidades de 140 km s^{-1} e mostra baixa dispersão de velocidades ($40 - 60 \text{ km s}^{-1}$), consistente com a rotação no plano da galáxia.
- A cinemática do gás ionizado é também dominada por rotação, mas os channel maps do [Fe II] mostram uma componente adicional em outflow, com velocidades de $\approx 125 \text{ km s}^{-1}$ para o sudeste do núcleo. Este outflow possui geometria cônica com uma abertura de 53° e está orientado aproximadamente ao longo do plano do céu;
- A taxa de massa de gás ionizado em outflow é estimado em $\approx 2.18 M_\odot \text{ ano}^{-1}$;
- A massa de gás ionizado é $M_{HII} \approx 6.9 \times 10^6 M_\odot$ e de gás molecular é $M_{H_2} \approx 1.2 \times 10^3 M_\odot$ o que vai ao encontro de resultados obtidos para outros objetos. A massa de H_2 quente é maior que valores típicos encontrados previamente em estudos similares; adotando um limite mínimo para razões de massa fria/quente, podemos sugerir a presença de pelo menos $10^8 M_\odot$ de gás molecular frio no interior dos 450 pc centrais da Mrk 766.

- O gás coronal, embora possua emissão menos estendida, apresenta cinemática similar ao gás de menor ionização, sugerindo uma origem na região interna da NLR.

5.1 Perspectivas

Até o momento existem poucos trabalhos na literatura em que se estude em detalhes a região central de galáxias ativas usando espectroscopia de campo integral. Como perspectiva deste trabalho pretendemos ampliar a amostra de galáxias observadas a fim de obter um cenário mais claro dos processos físicos em um AGN.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

Adams, W.; Tang, F. Differential rotation of short-lived solar filaments. **Solar Physics**, v. 55, p. 499, 504, dec 1977.

Allington-Smith, J. R.; Content, R.; Dubbeldam, C. M.; Robertson, D. J.; Preuss, W. New techniques for integral field spectroscopy - I. Design, construction and testing of the GNIRS IFU. **MNRAS**, v. 371, p. 380–394, set. 2006.

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

Baldwin, A.; Phillips, M. M.; Terlevich, R. Erratum - Classification Parameters for the Emission-Line Spectra of Extragalactic Objects. **PASP**, v. 93, p. 817, 1981.

Barbosa, F. K. B.; Storchi-Bergmann, T.; Cid Fernandes, R.; Winge, C.; Schmitt, H. Gemini/GMOS Integral Field Unit stellar kinematics of the nuclear region of six nearby active galaxies. **MNRAS**, v. 371, p. 170–184, set. 2006.

Binney, J.; Tremaine, S. Book-Review - Galactic Dynamics. **SKYTEL**, v. 76, p. 45, jul. 1988.

Black, J. H.; van Dishoeck, E. F. Fluorescent excitation of interstellar H₂. **ApJ**, v. 322, p. 412–449, nov. 1987.

Burtscher, L.; Jaffe, W.; Raban, D.; Meisenheimer, K.; Tristram, K. R. W.; Röttgering, H. Dust Emission from a Parsec-Scale Structure in the Seyfert 1 Nucleus of NGC 4151. **ApJL**, v. 705, p. L53–L57, nov. 2009.

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

Cardelli, J. A.; Clayton, G. C.; Mathis, J. S. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. **ApJ**, v. 345, p. 245–256, out. 1989.

Content, R. New design for integral field spectroscopy with 8-m telescopes. In: Ardeberg, A. L. (Ed.). **Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series**. [S.l.: s.n.], 1997. (Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, v. 2871), p. 1295–1305.

Dale, D. A.; Sheth, K.; Helou, G.; Regan, M. W.; Hüttemeister, S. Warm and Cold Molecular Gas in Galaxies. **AJ**, v. 129, p. 2197–2202, maio 2005.

Davies, R. I.; Sternberg, A.; Lehnert, M. D.; Tacconi-Garman, L. E. Molecular Hydrogen Excitation around Active Galactic Nuclei. **ApJ**, v. 633, p. 105–121, nov. 2005.

Dors, J. O. L.; Riffel, R. A.; Cardaci, M. V.; Hägele, G. F.; Krabbe, Á. C.; Pérez-Montero, E.; Rodrigues, I. X-rays as the dominant excitation mechanism of [Fe II] and H₂ emission lines in active galaxies. **MNRAS**, v. 422, p. 252–260, maio 2012.

Fanaroff, B. L.; Riley, J. M. The morphology of extragalactic radio sources of high and low luminosity. **MNRAS**, v. 167, p. 31P–36P, maio 1974.

Forbes, D. A.; Ward, M. J. Radio and Near-Infrared [Fe ii] Emission from Active Galaxies. **ApJ**, v. 416, p. 150, out. 1993.

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

Graham, A. W.; Onken, C. A.; Athanassoula, E.; Combes, F. An expanded $M_{bh}-\sigma$ diagram, and a new calibration of active galactic nuclei masses. **MNRAS**, v. 412, p. 2211–2228, abr. 2011.

Guillard, P.; Boulanger, F.; Cluver, M. E.; Appleton, P. N.; Pineau Des Forêts, G.; Ogle, P. Observations and modeling of the dust emission from the H₂-bright galaxy-wide shock in Stephan's Quintet. **A&A**, v. 518, p. A59, jul. 2010.

Heckman, T. M. Peculiar nuclei and their relation to galaxy type. **PASP**, v. 90, p. 241–243, jun. 1978.

Hicks, E. K. S.; Davies, R. I.; Malkan, M. A.; Genzel, R.; Tacconi, L. J.; Müller Sánchez, F.; Sternberg, A. The Role of Molecular Gas in Obscuring Seyfert Active Galactic Nuclei. **ApJ**, v. 696, p. 448–470, maio 2009.

Hollenbach, D.; McKee, C. F. Molecule formation and infrared emission in fast interstellar shocks. III - Results for J shocks in molecular clouds. **ApJ**, v. 342, p. 306–336, jul. 1989.

Jaffe, W.; Meisenheimer, K.; Röttgering, H. J. A.; Leinert, C.; Richichi, A.; Chesneau, O.; Fraix-Burnet, D.; Glazenberg-Kluttig, A.; Granato, G. L.; Graser, U.; Heijligers, B.; Köhler, R.; Malbet, F.; Miley, G. K.; Paresce, F.; Pel, J. W.; Perrin, G.; Przygodda, F.; Schoeller, M.; Sol, H.; Waters, L. B. F. M.; Weigelt, G.; Woillez, J.; de Zeeuw, P. T. The central dusty torus in the active nucleus of NGC 1068. **Nat**, v. 429, p. 47–49, maio 2004.

Karttunen, H.; Krüger, P.; Oja, H.; Poutanen, M.; Donner, K. J. (Ed.). **Fundamental Astronomy**. [S.l.: s.n.], 2007.

Khachikian, E. Y.; Weedman, D. W. An atlas of Seyfert galaxies. **ApJ**, v. 192, p. 581–589, set. 1974.

Malkan, M. A.; Gorjian, V.; Tam, R. A Hubble Space Telescope Imaging Survey of Nearby Active Galactic Nuclei. **ApJS**, v. 117, p. 25, jul. 1998.

Maloney, P. R.; Hollenbach, D. J.; Tielens, A. G. G. M. X-Ray-irradiated Molecular Gas. I. Physical Processes and General Results. **ApJ**, v. 466, p. 561, jul. 1996.

Mazzalay, X.; Rodríguez-Ardila, A.; Komossa, S. Demystifying the coronal-line region of active galactic nuclei: spatially resolved spectroscopy with the Hubble Space Telescope. **MNRAS**, v. 405, p. 1315–1338, jun. 2010.

Mazzalay, X.; Saglia, R. P.; Erwin, P.; Fabricius, M. H.; Rusli, S. P.; Thomas, J.; Bender, R.; Opitsch, M.; Nowak, N.; Williams, M. J. Molecular gas in the centre of nearby galaxies from VLT/SINFONI integral field spectroscopy - I. Morphology and mass inventory. **MNRAS**, p. 217, nov. 2012.

McGregor, P. J.; Hart, J.; Conroy, P. G.; Pfitzner, M. L.; Bloxham, G. J.; Jones, D. J.; Downing, M. D.; Dawson, M.; Young, P.; Jarnyk, M.; Van Harmelen, J. Gemini near-infrared integral field spectrograph (NIFS). In: Iye, M.; Moorwood, A. F. M. (Ed.). **Society of Photo-Optical Instrumentation**

Engineers (SPIE) Conference Series. [S.l.: s.n.], 2003. (Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, v. 4841), p. 1581–1591.

Morganti, R.; Tadhunter, C. N.; Oosterloo, T. A. Fast neutral outflows in powerful radio galaxies: a major source of feedback in massive galaxies. **A&A**, v. 444, p. L9–L13, dez. 2005.

Nagar, N. M.; Wilson, A. S.; Mulchaey, J. S.; Gallimore, J. F. Radio Structures of Seyfert Galaxies. VIII. A Distance- and Magnitude-Limited Sample of Early-Type Galaxies. **ApJS**, v. 120, p. 209–245, fev. 1999.

Oliva, E.; Marconi, A.; Maiolino, R.; Testi, L.; Mannucci, F.; Ghinassi, F.; Licandro, J.; Origlia, L.; Baffa, C.; Checcucci, A.; Comoretto, G.; Gavryushev, V.; Gennari, S.; Giani, E.; Hunt, L. K.; Lisi, F.; Lorenzetti, D.; Marcucci, G.; Miglietta, L.; Sozzi, M.; Stefanini, P.; Vitali, F. NICS-TNG infrared spectroscopy of NGC 1068: The first extragalactic measurement of [P II] and a new tool to constrain the origin of [Fe II] line emission in galaxies. **A&A**, v. 369, p. L5–L8, abr. 2001.

Oliveira Filho, K. S.; Saraiva, M. F. O. Astronomia e astrofísica. **Livraria da Física**, v. 1, p. 557, 2004.

Osterbrock, D. E. Seyfert galaxies with weak broad H alpha emission lines. **ApJ**, v. 249, p. 462–470, out. 1981.

Osterbrock, D. E.; Ferland, G. J. Book Review: Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei (2ND Edition) / University Science Books, 2005. **Mercury**, v. 35, n. 1, p. 010000, jan. 2006.

Peterson, M. B. Book Review: An introduction to active galactic nuclei / Cambridge U Press, 1997. **The Observatory**, v. 117, p. 314, out. 1997.

Ramos Almeida, C.; Pérez García, A. M.; Acosta-Pulido, J. A. Near-Infrared Spectroscopy of Seyfert Galaxies. Nuclear Activity and Stellar Population. **ApJ**, v. 694, p. 1379–1394, abr. 2009.

Reunanen, J.; Kotilainen, J. K.; Prieto, M. A. Near-infrared spectroscopy of nearby Seyfert galaxies - I. First results. **MNRAS**, v. 331, p. 154–168, mar. 2002.

Riffel, R.; Riffel, R. A.; Ferrari, F.; Storchi-Bergmann, T. Intermediate-age stars as the origin of low stellar velocity dispersion nuclear rings: the case of Mrk 1157. **MNRAS**, v. 416, p. 493–500, set. 2011.

Riffel, R.; Rodríguez-Ardila, A.; Pastoriza, M. G. A 0.8-2.4 μm spectral atlas of active galactic nuclei. **A&A**, v. 457, p. 61–70, out. 2006.

Riffel, R. A. PROFIT: a new alternative for emission-line profile fitting. **APSS**, v. 327, p. 239–244, jun. 2010.

Riffel, R. A.; Storchi-Bergmann, T. Compact molecular disc and ionized gas outflows within 350 pc of the active nucleus of Mrk 1066. **MNRAS**, v. 411, p. 469–486, fev. 2011.

_____. Feeding and feedback in the active nucleus of Mrk 1157 probed with the Gemini Near-Infrared Integral-Field Spectrograph. **MNRAS**, v. 417, p. 2752–2769, nov. 2011.

Riffel, R. A.; Storchi-Bergmann, T.; Dors, O. L.; Winge, C. AGN-starburst connection in NGC7582: Gemini near-infrared spectrograph integral field unit observations. **MNRAS**, v. 393, p. 783–797, mar. 2009.

Riffel, R. A.; Storchi-Bergmann, T.; McGregor, P. J. The Dusty Nuclear Torus in NGC 4151: Constraints from Gemini Near-Infrared Integral Field Spectrograph Observations. **ApJ**, v. 698, p. 1767–1770, jun. 2009.

Riffel, R. A.; Storchi-Bergmann, T.; Nagar, N. M. Near-infrared dust and line emission from the central region of Mrk1066: constraints from Gemini NIFS. **MNRAS**, v. 404, p. 166–179, maio 2010.

Riffel, R. A.; Storchi-Bergmann, T.; Riffel, R.; Pastoriza, M. G.; Rodríguez-Ardila, A.; Dors, O. L.; Fuchs, J.; Diniz, M. R.; Schönell, A. J. J.; Hennig, M. G.; Brum, C. A correlation between the stellar and [Fe II] velocity dispersions in active galaxies. **MNRAS**, p. 475, jan. 2013.

Riffel, R. A.; Storchi-Bergmann, T.; Winge, C. Feeding versus feedback in AGNs from near-infrared IFU observations: the case of Mrk 79. **MNRAS**, p. 753, fev. 2013.

Riffel, R. A.; Storchi-Bergmann, T.; Winge, C.; McGregor, P. J.; Beck, T.; Schmitt, H. Mapping of molecular gas inflow towards the Seyfert nucleus of NGC4051 using Gemini NIFS. **MNRAS**, v. 385, p. 1129–1142, abr. 2008.

Robson, I. Book Review: Active galactic nuclei / Wiley/Praxis, 1996. **Journal of the British Astronomical Association**, v. 106, p. 164, jun. 1996.

Rodríguez-Ardila, A.; Mazzalay, X. The near-infrared spectrum of Mrk 1239: direct evidence of the dusty torus? **MNRAS**, v. 367, p. L57–L61, mar. 2006.

Rodríguez-Ardila, A.; Pastoriza, M. G.; Viegas, S.; Sigut, T. A. A.; Pradhan, A. K. Molecular hydrogen and [Fe II] in Active Galactic Nuclei. **A&A**, v. 425, p. 457–474, out. 2004.

Rodríguez-Ardila, A.; Prieto, M. A.; Viegas, S.; Gruenwald, R. Outflows of Very Ionized Gas in the Centers of Seyfert Galaxies: Kinematics and Physical Conditions. **ApJ**, v. 653, p. 1098–1114, dez. 2006.

Rodríguez-Ardila, A.; Riffel, R.; Pastoriza, M. G. Molecular hydrogen and [FeII] in active galactic nuclei - II. Results for Seyfert 2 galaxies. **MNRAS**, v. 364, p. 1041–1053, dez. 2005.

Sanchez, F. M.; Davies, R. I.; Genzel, R.; Tacconi, L. J.; Eisenhauer, F.; Hicks, F.; Friedrich, E. K. S.; Sternberg, A. **ApJ**, p. 691–749, 2009.

Schmidt, M.; Green, R. F. Quasar evolution derived from the Palomar bright quasar survey and other complete quasar surveys. **ApJ**, v. 269, p. 352–374, jun. 1983.

Schönell, A. J. J.; Riffel, R. A.; Storchi-Bergmann, T.; Winge, C. Feeding Versus Feedback in AGNs from Near-Infrared IFU Observations: The Case of Mrk 766. **MNRAS**, v. 415, p. 200–220, jan. 2013.

Scoville, N. Z.; Hall, D. N. B.; Ridgway, S. T.; Kleinmann, S. G. Velocity, reddening, and temperature structure of the H₂ emission in Orion. **ApJ**, v. 253, p. 136–148, fev. 1982.

Simpson, C.; Forbes, D. A.; Baker, A. C.; Ward, M. J. Forbidden Fe⁺ emission from active galaxies. **MNRAS**, v. 283, p. 777–797, dez. 1996.

Storchi-Bergmann, T.; Lopes, R. D. S.; McGregor, P. J.; Riffel, R. A.; Beck, T.; Martini, P. Feeding versus feedback in NGC4151 probed with Gemini NIFS - II. Kinematics. **MNRAS**, v. 402, p. 819–835, fev. 2010.

Storchi-Bergmann, T.; McGregor, P. J.; Riffel, R. A.; Simões Lopes, R.; Beck, T.; Dopita, M. Feeding versus feedback in NGC4151 probed with Gemini NIFS - I. Excitation. **MNRAS**, v. 394, p. 1148–1166, abr. 2009.

Storchi-Bergmann, T.; Winge, C.; Ward, M. J.; Wilson, A. S. Extended gas in Seyfert galaxies: near-infrared observations of NGC 2110 and Circinus. **MNRAS**, v. 304, p. 35–46, mar. 1999.

TIPLER, P. A.; LLEWELLYN, R. A. **Física Moderna**. 3. ed. [S.l.: s.n.], 2001.

Turner, J.; Kirby-Docken, K.; Dalgarno, A. The Quadrupole Vibration-Rotation Transition Probabilities of Molecular Hydrogen. **ApJS**, v. 35, p. 281, 1977.

Ulvestad, J. S.; Wilson, A. S. Radio structures of Seyfert galaxies. VII - Extension of a distance-limited sample. **ApJ**, v. 343, p. 659–671, ago. 1989.

Urry, C. M.; Padovani, P. Unified Schemes for Radio-Loud Active Galactic Nuclei. **PASP**, v. 107, p. 803, set. 1995.

van der Marel, R. P.; Franx, M. A new method for the identification of non-Gaussian line profiles in elliptical galaxies. **ApJ**, v. 407, p. 525–539, abr. 1993.

Veilleux, S.; Cecil, G.; Bland-Hawthorn, J. Galactic Winds. **A&A**, v. 43, p. 769–826, set. 2005.

Wilman, R. J.; Edge, A. C.; Johnstone, R. M. The nature of the molecular gas system in the core of NGC 1275. **MNRAS**, v. 359, p. 755–764, maio 2005.