



Observatório
Nacional

Ministério da
**Ciência, Tecnologia
e Inovação**

GALÁXIAS ANÃS COM LINHAS DE EMISSÃO LARGAS

Isadora Chaves Bicalho Domingos

Dissertação de Mestrado do Curso
de Pós-Graduação em Astronomia,
orientado pelo Dr. José Eduardo
Telles

ON
Rio de Janeiro
2014

AGRADECIMENTOS

Há alguns anos atrás ficava imaginando como agradeceria as pessoas, e se de alguma forma isso as emocionaria. Mas agora, vejo que isso tudo é em vão. Quero somente dizer meus agradecimentos, de uma forma simples, para aqueles que fizeram parte e me ajudaram tanto nesses últimos anos de minha vida.

Primeiro, quero agradecer a minha mãe que sempre me ensinou que os sonhos são os que nos impulsiona para a vida. E nesse pequeno passo do meu sonho, eu agradeço a ela por nunca me deixar a desistir. Mãe, nunca esquecerei de suas palavras, de que um cientista deve “Ser capaz de ver Ninguém!”(Lewis Carroll- Alice no País dos Espelhos), e sim, devemos ser capazes de ver aquilo que muitos não conseguem e mostrar a beleza da natureza para os outros. Esse sim é o meu grande sonho e o só conquistarei porque eu tive uma mãe como você, por ter uma mãe a me mostrar os caminhos de um cientista. À partir de um pequeno gesto, ao comprar o livro Mensageiro das Estrelas para crianças aos meus 7 anos de idade, você me fez seguir o que eu tanto amo. Realmente mãe, “o essencial é invisível aos olhos”(Pequeno Príncipe - Saint-Exupéry).

Em segundo, quero agradecer o meu pai pelo incentivo. Obrigada pelos momentos no rio, pelas risadas e pelo companheirismo. Pai, você me mostrou que a física não era tão complicada assim. Em falar de família, tenho que falar do meu irmão. Fabricius, desde pequena você sempre esteve ao meu lado, me apoiando, em todas as decisões, as vezes de uma forma gentil e as vezes brigando. De não me deixar a atravessar sozinha uma simples rua, a me ajudar neste mais um passo, obrigada meu maninho.

Quero agradecer ao meu grande grupo de melhores amigas: As Muéis! O que eu faria sem elas? Minhas grandes companheiras de mais de quinze anos de amizade. Gabriela, Carolina, Lívia e Liv, vocês foram o meu sustento neste momento da minha vida. Mesmo em outra cidade, vocês sempre estavam em prontidão para me ajudar. Agradeço o apoio, o divertimento, as brigas, os choros e os abraços. Obrigada Gabi, por sempre estar com palavras de apoios em todos os momentos de dificuldades, eu sinceramente não sei o que faria sem você, pois sempre estive de prontidão nos momentos em que eu mais precisei. Carol, obrigada amiga, por estar sempre por mim, me apoiando e incentivando desde o início da nossa amizade.

Como estou falando de amizades, não posso esquecer os meus amigos da física. Em especial, a minha grande amiga do peito, Caroline, por estar sempre comigo (porque a gente faz tudo juntas). Estamos em países diferentes, mas a amizade não muda.

Obrigada minha amiga maravilhosa, pelas palavras de incentivo e pela compreensão dessa vida de estudante de mestrado. Também não posso esquecer dos meus colegas da astronomia e geofísica. Obrigada por receberem muito bem aqui no ON. Obrigada pelas saídas e por soltar a voz no karokê.

Obviamente, não posso me esquecer dos meus três amores: Pat, Lulu e Miguel. O amor de vocês sempre me trazia forças, obrigada por sempre me sentir amada. Ao chegar em Brasília, todas as complicações que eu tinha e todo o cansaço acumulado ia embora só por ter vocês ao meu lado. Pois, “Se alguém ama uma flor da qual só existe um exemplar em milhões e milhões de estrelas, isso basta para que seja feliz enquanto a contempla!”(Pequeno Príncipe - Saint-Exupéry), Lulu e Miguel, vocês dois são as minhas duas flores em milhares de estrelas.

Em especial, quero agradecer ao Victor que desde o início me ajudou a trilhar o caminho dos estudos da Astronomia. A primeira ida ao observatório, ao primeiro congresso, e até mesmo ao me ajudar a escolher a minha área de estudos. Com certeza, eu tive conquistas, mas as tive por você estar sempre ao meu lado. Victor, muito obrigada pela imensa ajuda no meu mestrado.

Agradecemos a CAPES pelo suporte financeiro.

RESUMO

No presente trabalho, nós apresentamos resultados do estudo cinemático de duas galáxias HII pobres em metais (SDSS J1047+0739 e MRK996), nas quais apresentam uma componente larga nas linhas de emissão, usando dados do Gemini “Near Infrared Integral Field Spectrograph” (NIFS). A presença da componente larga nas linhas de emissão permitida é muito incomum para galáxias HII típicas.

O objetivo principal deste trabalho é analisar a origem das linhas de emissão largas, como também de investigar se elas provém de um processo térmico ou não. Especificamente, nós investigamos se as linhas de emissão de ambas as galáxias estão relacionados com o fato delas possuírem formação estelar, ou se estas galáxias são ativas. Galáxias ativas são tipicamente consideradas ricas em metais, em geral variando a metalicidade de solar a supersolar. Outra questão investigada, e ainda incipiente na literatura, é a questão de existirem galáxias ativas de baixa metalicidade.

O nosso estudo cinemático dessas galáxias consiste na análise da fenomenologia observada nos mapas de velocidade radial e de dispersão de velocidades, derivados da espectroscopia de campo integral (IFU). Além disso, utilizamos também a tomografia PCA, uma técnica ainda não convencional. Essa técnica investiga os cubos de dados em uma forma estatística alternativa a convencional, para encontrar informações eficientes não correlacionadas e não detectadas diretamente com imagens clássicas e análises espectroscópicas.

As duas galáxias possuem um núcleo não resolvido de centenas de parsec e as linhas de emissão permitidas advém desse núcleo. A partir dos estudos dos mapas, podemos distinguir duas regiões, uma com linhas largas na região central das galáxias, e uma região com uma densidade menor circundante a região central. As duas regiões possuem cinemáticas diferentes. Essas duas galáxias são similares no fato, que as duas apresentam um núcleo não resolvido e de que a linha larga existe somente no núcleo. Isso pode indicar *outflows* nucleares e que só podem ser originados pela presença de um AGN ou devido a estrelas massivas na fase *Wolf-Rayet*. Os nossos resultados favorecem a interpretação dos movimentos serem devido a estrelas WRs no caso de MRK996, mas não descarta a interpretação da presença de um AGN, particularmente no caso de SDSS J1047+0739, na qual não há outras evidências de presença de estrelas de WR.

Esse tipo de galáxias onde são detectadas linhas de emissão permitidas largas no espectro óptico, e em alguns casos linhas de alta ionização são observadas, mas baixa massa e o conteúdo do metal é derivado, merece mais atenção. Novas buscas por núcleos ativos em galáxias anãs podem prover vínculos únicos na demografia de buracos negros na faixa de massas abaixo de $10^6 M_{\odot}$.

DWARF GALAXIES WITH BROAD LINE EMISSION

ABSTRACT

In this work, we present the results of a kinematic study of two metal poor HII galaxies which show a broad component in their emission lines (SDSS J1047+0739 and MRK996), using the Near Infrared Integral Field Spectrograph (NIFS) from the Gemini North. The presence of broad components in their permitted emission lines is uncommon for typical HII galaxies.

The main objective of this work is to analyse the origin of the broad line emission, and to investigate whether they arise from a thermal process or not. Specifically, we investigated if the line emission from both galaxies is related to star formation, or if they are active galaxies. Active galaxies are usually thought to be metal rich, with the metallicity ranging from solar to supersolar. Consequently, another point investigated is whether there exist active galaxies with low metallicity. There is very little literature on this subject.

Our kinematic study of these galaxies consists of analysing the phenomenology observed in their radial velocity and velocity dispersion maps, derived from our integral field spectroscopy (IFU). Besides that, we also used PCA tomography, a technique that is not common-place yet. This technique explores the data cubes in an alternative statistical way to finding uncorrelated efficient information, not detected directly with classical imaging or spectroscopic analysis.

Both galaxies present unresolved nuclei in the scale of hundreds of parsecs. Besides that, the permitted emission line wings come from this unresolved nuclear region. From the analysis of the maps, we can distinguish two regions, one with broad lines in the nuclear region, and region of smaller density around the nuclear region. These two regions present different kinematic properties. The two galaxies are similar in the fact that both present an unresolved nucleus, and also because their broad broad line emission exist only in the nucleus. There seems to be indication of nuclear outflows that can be originated from either the presence of an AGN or due to massive stars in a Wolf-Rayet phase. Our results favor the interpretation of the motions being due to WR stars in the case of Mrk 996, but cannot rule out the AGN interpretation, particularly in the case of J1047+0739 where no other evidence of the presence of WR stars is seen.

This type of galaxies where broad permitted lines are seen in their optical spectra, and in some case high ionization lines are observed, but a low mass and metal content is derived, deserves more attention. Further searches for active nuclei in dwarf galaxies can provide unique constraints on the demographics of black holes in the mass range below $10^6 M_{\odot}$.

LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
1.1 Exemplo de uma galáxia Seyfert tipo 2, galáxia NGC1068. Figura retirada de García-Lorenzo et al. (1999).	9
1.2 Modelo unificado de AGNs. Existe um buraco negro supermassivo no centro e ao redor está orbitando um disco de acreção de gás e poeira. Para cada campo de visão observada na Terra há um diferente tipo de AGN. Figura retirada de ??	10
1.3 Exemplo de diagrama BPT, mostrando as galáxias da amostra de (Kewley et al., 2001). Os asteriscos são os dados obtidos por eles enquanto que as linhas pontilhada e contínua são os modelos feitos por eles.	12
2.1 Sistema de coordenadas para o cálculo de difração. Figura retirada de Tyson (2011).	16
2.2 A PSF através a qual exhibe uma região central que é limitada pela difração e um halo difuso. Figura retirada de Tyson (2011).	20
2.3 Distorção da frente de onda ao atravessar um elemento óptico aberrante: a) a frente de onda plana passa pelo elemento aberrante e é atrasado. b) a frente de onda atrasada reflete em c) um espelho convencional d) e viaja para a esquerda com um atraso. e) quando a frente de onda atravessa pela segunda vez o elemento aberrante ela é atrasada mais ainda. Figura retirada de Tyson (2011)	23
2.4 Distorção da frente de onda ao atravessar um elemento óptico aberrante com um espelho corretor: a) a frente de onda plana passa pelo elemento aberrante e é atrasado. b) a frente de onda atrasada reflete em c) um espelho deformável com o formato conjugado d) e viaja para a esquerda com um atraso revertido. e) quando a frente de onda atravessa pela segunda vez o elemento aberrante a frente de onda retorna para uma frente de onda plana. Figura retirada de Tyson (2011).	23
2.5 Esquema de um sistema de óptica adaptativa. Legenda: "F"é o focus do telescópio; "Col"é o colimador; DM, espelho deformável; "TT"é o espelhoTip-tilt; "Cam"é a camera; "WS"é o sensor de frente de onda; "C"é o computador. Figura retirada de Schroeder (2000)	26
2.6 Um esquema da seção de choque do sensor de frente de onda do Hartmann-Shack . Legenda: "FL"lentes de campo; "PP"plano da pupila; "D", detetor. Figura retirada de Schroeder (2000)	27

2.7	Representação dos discos de Airy. Mostra como seria a PSF pura, sem nenhuma distorção atmosférica ou instrumental.	30
2.8	Perfis de intensidade para três fontes pontuais. a) não compensada. b) compensada. c) limitada pela difração. Para a clareza da figura foram feitos os gráficos apenas dos resultados para compensação de movimento da imagem sob ótimas condições de <i>seeing</i> . Figura retirada de Murdin (2001)	30
3.1	Imagem de MRK996 do HST do trabalho de Thuan et al. (1996). O contraste na imagem enfatiza a extensão da região nuclear.	41
3.2	A estabilidade da correção da PSF medida através de imagens reconstruídas da estrela HIP 58590 usada para configurar o sistema LSG AO. A PSF está relacionada ao fluxo da estrela, em unidades arbitrárias, em um determinado raio. A linha tracejada em azul descreve a componente larga da Gaussiana, enquanto a tracejada verde indica a componente estreita da Gaussiana. A soma das duas componentes é representada pela linha pontilhada lilás. Os pontos em vermelho são os dados obtidos pelo instrumento NIFS.	45
3.3	Perfil de brilho da galáxia J1047. O perfil está relacionado em fluxo da galáxia, em unidades arbitrárias, em um determinado raio. A linha tracejada em azul descreve a componente larga da Gaussiana, enquanto a tracejada verde indica a componente estreita da Gaussiana. A soma das duas componentes é representada pela linha pontilhada lilás. Os pontos em vermelho são os dados obtidos pelo instrumento NIFS.	46
3.4	Fluxo integrado da galáxia J1047 em um determinado tamanho de arcos segundos.	47
3.5	Idem da figura 3.2, mas para a estrela HIP 2800.	48
3.6	Idem da figura 3.3, mas para a galáxia MRK996.	49
3.7	Fluxo integrado da galáxia MRK996 em um determinado tamanho de arcos segundos.	50
3.8	Espectro integrado da galáxia J1047 pelo instrumento NIFS.	50
3.9	Espectro integrado da galáxia MRK996 pelo instrumento NIFS.	51

3.10	Esquema dos espectros integrados de diferentes regiões da galáxia no cubo de dados para a galáxia J1047, como exemplo. O círculo no interior é referente a região central. O anel em volta do círculo central, é referente a segunda região a uma distância de 0,5" do círculo mais interior ao pixel central e 0,7" do círculo mais exterior para o pixel central. O anel mais exterior é referente a terceira região, o círculo mais interior deste anel possui uma distância de 0,9" ao pixel central e o círculo exterior possui uma distância de 1,1" do pixel central.	51
3.11	a) Espectro integrado da região central da galáxia J1047 e b) Espectro integrado da região central da galáxia MRK996.	52
3.12	Espectro integrado das galáxias a) J1047 e b) MRK996 de um anel circular com distância de 0,6" da região central.	53
3.13	Espectro integrado da galáxia J1047, a) e da galáxia MRK 996 b), de um anel contendo 126 pixels a uma distância de 1" do centro.	54
3.14	Idem da figura 3.11, mas com ajustes de gaussianas (linhas tracejadas). a) Neste caso, foram ajustadas três, duas para $P\alpha$ e uma para o HeI. b) Neste caso, foram ajustadas duas gaussianas, uma larga e outra estreita na linha $Br\gamma$	55
3.15	Idem da figura 3.12, a) com ajustes de três gaussianas (linhas tracejadas) para $P\alpha$. b) com ajustes de duas gaussianas em torno da linha $Br\gamma$	57
3.16	Idem da figura 3.13, a) com ajuste de uma gaussina na linha $P\alpha$. Percebe-se também que a linha de HeI não está mais junto da linha $P\alpha$, por isso, não foi necessário fazer um ajuste em torno da linha de HeI. b) com o ajuste de uma gaussiana na linha $Br\gamma$. Aqui não é mais necessário ter ajuste de duas gaussianas.	59
3.17	Ajuste de duas curvas gaussianas na linha de emissão de $Br\gamma$ com o centro fixado. Região central.	60
3.18	Idem da figura 3.17, mas para a região do primeiro anel.	60
3.19	Mapa da linha estreita de $P\alpha$, a) dispersão de velocidade, b) velocidade radial. Referente a galáxia J1047. A escala espacial está deslocada 1,5" para o oeste e também para o sul da posição de apontamento.	62
3.20	Mapa da linha larga de $P\alpha$. a) dispersão de velocidades, b) velocidade radial. Referente a galáxia J1047. A escala espacial está deslocada 0,3" para o oeste e também para o sul da posição de apontamento.	63
3.21	a) Relação I-V da linha estreita de $P\alpha$. b) Relação I- σ da linha estreita de $P\alpha$. c) Relação V- σ da linha estreita de $P\alpha$ da galáxia J1047.	65

3.22	Mapa da linha estreita de Br γ . a) dispersão de velocidades, b) velocidade radial. Referente a galáxia MRK996.A escala espacial está deslocada 1,5"para o oeste e também para o sul da posição de apontamento.	66
3.23	Mapa da linha larga de Br γ . a) dispersão de velocidades, b) velocidade radial. Referente a galáxia MRK996.A escala espacial está deslocada 0,3"para o oeste e também para o sul da posição de apontamento.	67
3.24	a) Relação I-V da linha estreita de Br γ . b) Relação I- σ da linha estreita de Br γ . c) Relação V- σ da linha estreita de Br γ da galáxia MRK996. . .	68
3.25	Tomograma (à esquerda) e autovetor (à direita) da componente 1 da PCA. A primeira componente assemelha-se muito a imagem da galáxia do cubo original, como também ao espectro do cubo.	69
3.26	Tomograma (à esquerda) e autovetor (à direita) da componente 2 da PCA	70
3.27	Tomograma (à esquerda) e autovetor (à direita) da componente 3 da PCA	70
3.28	Tomograma e autovetor da primeira componente.	71
3.29	tomograma e autovetor da segunda componente.	72
3.30	Tomograma e autovetor da terceira componente.	72
4.1	Diagrama BPT contendo a amostra de Greene e Ho (2005) em vermelho. As galáxias J1047 e MRK 996 são representados pelo asterisco e quadrado azuis respectivamente.	74

LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
2.1 Dados básicos das galáxias J1047 e MRK996	35
3.1 Valores da FWHM de cada região para a galáxia J1047.	56
3.2 Valores da FWHM de cada região para a galáxia MRK996.	56
3.3 Valores dos centros das linhas larga e estreita paras as regiões central e primeiro anel para a galáxia J1047.	58
3.4 Valores dos centros das linhas larga e estreita paras as regiões central e primeiro anel para a galáxia MRK996.	60

SUMÁRIO

	<u>Pág.</u>
1 Introdução	1
1.1 Galáxias anãs com formação estelar	1
1.1.1 Abundâncias Químicas	2
1.1.2 Formação Estelar	4
1.1.3 Starbursts de baixa massa	6
1.1.4 Galáxias Wolf-Rayet	7
1.2 Núcleo Ativo de Galáxias	8
1.3 Diagrama BPT	11
1.4 Justificativa e motivação do trabalho	12
2 Metodologia	15
2.1 Óptica Adaptativa	15
2.1.1 Óptica	15
2.1.2 Fontes de aberrações	17
2.1.2.1 Turbulência	18
2.1.3 Thermal Blooming	21
2.1.3.1 Compensação	22
2.1.4 Conjugação de fase	22
2.1.4.1 Limitações da conjugação de fase	24
2.1.4.2 Estrelas artificiais	25
2.1.4.3 Sistema da óptica adaptativa	25
2.1.4.4 Espelhos adaptativos	27
2.1.4.5 Sensores de frente de onda	27
2.2 Instrumento	28
2.3 Point Spread Function	29
2.3.1 Definição da PSF	29
2.3.1.1 PSF do NIFS	31
2.4 Tomografia PCA	33
2.5 Amostra	35
2.6 Observações	35
2.7 Redução	36
2.7.1 Calibração	36

2.7.2	Correção da estrela telúrica	37
2.7.3	Ciência	37
3	Resultados e Análise	39
3.1	Propriedades individuais de nossa amostra	39
3.1.1	Galáxia J1047	39
3.1.2	MRK996	40
3.2	Determinação da PSF de nossas observações	43
3.2.1	PSF das observações de J1047	44
3.2.2	PSF das observações de MRK996	45
3.3	Mapeamento da Cinemática Interna	47
3.3.1	Linhas de emissão com diferentes cinemáticas	53
3.3.2	Cinemática 2D	61
3.3.2.1	J1047	61
3.3.2.2	MRK996	64
3.4	Tomografia PCA	66
3.4.1	J1047	67
3.4.2	MRK996	69
4	Discussão e Conclusão	73
	REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	79

1 Introdução

Galáxias são grandes estruturas de estrelas e gás que compõem o Universo observável. Existem diversas formas de classificar as galáxias, a mais importante para este trabalho é classifica-las de acordo com a metalicidade, ou seja se elas são ricas em metais ou pobres em metais. Galáxias ricas em metais possuem metalicidade maior que a solar, enquanto as pobres possuem metalicidade inferior a do sol, algumas podendo chegar até $\frac{1}{40}Z_{\odot}$. Em 1943 Karl Seyfert publicou uma lista de doze galáxias cujos espectros da região central apresentavam linhas de emissão de alta ionização. Ele notou que os núcleos dessas galáxias eram particularmente luminosos e apresentavam linhas de emissão largas que somente podiam ser excitadas por fótons mais energéticos que os de estrelas jovens que ionizam as regiões de HII. Tempos depois, essas galáxias foram chamadas de galáxias Seyfert. Essas galáxias possuem um núcleo ativo que é alimentado por um buraco negro supermassivo, acreta gás do seu entorno. Entretanto, não é somente galáxias ativas que possuem linhas de alta ionização, galáxias que possuem alta formação estelar, também tem essa característica, as chamadas galáxias com formação estelar, e dessas as mais extremas são chamadas *starburst*¹. Se, em princípio, esses dois tipos de galáxias possuem características similares, como então poderíamos separá-las?

Observações de galáxias ativas mostram que elas possuem tipicamente uma metalicidade alta, variando de solar a super solar (Storchi-Bergmann et al., 1998). Enquanto que galáxias *starburst*, de *baixa massa*, são pobres em metais. Mas será que as linhas largas de emissão de alta ionização de uma galáxia pobre em metal provem de um gás em torno do buraco negro de massa intermediária? Se sim, como poderíamos reconhecê-las como galáxias ativas?

Neste capítulo eu farei um breve resumo sobre galáxias com formação estelar, em foco de galáxias anãs (ou seja, galáxias de baixa metalicidade), pois o estudo feito neste trabalho trata de duas galáxias anãs, galáxias ativas, de um modo geral e o diagrama BPT, método muito utilizado para separar galáxias ativas de galáxias com formação estelar.

1.1 Galáxias anãs com formação estelar

As galáxias anãs com formação estelar (em inglês *Star forming dwarfs galaxies*, SFDG) possuem uma grande quantidade de gás e baixa metalicidade. Elas consti-

¹*starbursts galaxies* são galáxias com alta taxa de formação estelar, concentrada em um volume muito pequeno.

tuem um dos sistemas mais comuns do universo e sua importância aumenta com o *redshift* (de Lapparent, 2003). SFDGs residem em ambientes de baixa densidade, a maioria com a falta de vizinhos massivos (Weisz et al., 2011). Mais de 70% de todas as galáxias do universo local são SFDGs (Karachentsev et al., 2004) e a maioria delas consome o seu gás lentamente (Lee et al., 2009). Isso faz com que haja um enriquecimento químico modesto, e que para as galáxias de mais baixa massa ainda sofre uma maior diluição pela ejeção seletiva de metais por ventos estelares ou acreção de gás primordial. Ocasionalmente SFDGs entram em um período de surto de formação estelar, mas na maioria dos casos elas, eventualmente voltam as fases quiescentes, sem nenhuma mudança radical nas suas propriedades. Neste resumo sobre SFDGs, o foco será destinado as galáxias anãs irregulares (dIIs), anãs elípticas (dEs), galáxias de baixo brilho superficial (LSBGs) e as galáxias HII.

1.1.1 Abundâncias Químicas

Searle e Sargent (1972) descobriram dois objetos extragalácticos com baixíssima abundância de elementos pesados, galáxias com propriedades bastantes peculiares denominadas IZw18 e IIZw40. Eles enfatizaram que essas galáxias podiam ser consideradas jovens quanto ao processo de formação, devido a sua metalicidade ser muito menor que a solar e que as regiões HII encontradas nos braços em galáxias espirais. À partir dessa nova descoberta, veio o termo “galáxias pobres em metais”. Naquele período, o conhecimento aceito é que a maioria das galáxias (em particular as elípticas) foram formadas em um curto período de tempo, durante o tempo de queda livre dinâmico (Eggen et al., 1962). Como as galáxias anãs condensam-se à partir de uma concentração de matéria muito pequena (uma concentração muito menor que as gigantes), o modelo de Matéria Escura Fria (CDM- sigla em inglês) prediz que as galáxias de baixa massa podem ainda estar se formando na presente época.

Uma referência natural para abundância de elementos, como também a razão entre elas, poderia ser o Sol. Assim, o conceito de “pobres em metais”, significa tudo que tiver abundância sub-solar e “rica em metais” abundância solar ou super solar. A definição de galáxias pobres em metais é realmente necessário.

A descoberta feita por Searle e Sargent (1972) foi impressionante, pois uma das duas galáxias, IZw18, ainda é considerada como a galáxia com metalicidade mais baixa encontradas até hoje. Após algumas décadas foram encontradas mais galáxias com metalicidade baixa, mas nenhuma está abaixo de $12 + \log(O/H) = 7.1$ que é o caso de IZw18 (Thuan, 2008). Nestas últimas décadas, houve muitos estudos sobre galáxias pobres em metais, incluindo detalhes sobre a composição química. Em 1968, McClure

& Van den Berg observaram uma correlação entre a luminosidade e a metalicidade para galáxias elípticas. Anos mais tarde, [Lequeux et al. \(1979\)](#) mostraram pela primeira vez que a massa total da galáxia correlaciona com a metalicidade. Isso demonstra que galáxias anãs, ou seja de baixa massa, são pobres em metais, então todas as galáxias menores que a Via Láctea no Grupo Local são pobres em metais.

Então nós devemos ter cuidado em definir metalicidade para uma determinada galáxia, antes de comparar observações e procurar por tendências. Outra complicação decorre do fato de existirem diversas técnicas para determinar as abundâncias químicas. Uma forma muito comum de medir a metalicidade de uma SFDG é medir a metalicidade das regiões HII, pois as SFDGs contém nuvens de gás nas quais um grande número de estrelas quentes estão embebidas. Existem outros meios para medir a abundância química, como por exemplo à partir de espectroscopia estelar (para galáxias mais próximas) e espectroscopia da luz integrada, para galáxias distantes sem regiões HII.

Normalmente, as abundâncias químicas são calculadas a partir do oxigênio, por este ser o elemento mais abundante depois do hidrogênio e o hélio. Entretanto, para algumas galáxias é necessário o uso do ferro, pois essas não possuem gás, são somente compostas por estrelas de baixa massa, como por exemplo galáxias elípticas. Isso dificulta relacionar galáxias com medições de abundâncias pelo oxigênio com as galáxias com abundância medida através do ferro.

As galáxias HII são as galáxias com a menor abundância química medida, derivada de suas regiões HII. As abundâncias de elementos pesados nesses objetos, estão na faixa de $\frac{1}{50}Z_{\odot}$ e $\frac{1}{2}Z_{\odot}$ ($7.1 < 12+\log(O/H) < 8.3$), fazendo eles os objetos menos evoluídos quimicamente do universo local, mas isso não implica que eles são jovens em termos de formação de galáxia. As galáxias irregulares também são muito pobres em metais, as suas metalicidades variam de um terço da solar a 1/40 da metalicidade do sol ([Kunth; Östlin, 2000](#)). No caso de dE, há uma divisão bem clara de dE's do Grupo Local com as fora do Grupo Local. Em um estudo sobre o grupo Fornax, [Held e Mould \(1994\)](#) obtiveram espectro integrado de 10 dE's e obtiveram uma variação de metalicidade de $[Fe/H] = -1.4$ a -0.7 . As LSBGs foram bem investigadas através da derivação das abundâncias de oxigênio, [McGaugh \(1994\)](#) encontrou valores de $12+\log(O/H)$ entre 7.3 a 8.8.

1.1.2 Formação Estelar

A formação estelar em SFDGs é muito bem regulada. Quando as estrelas massivas são formadas, o gás é aquecido e ionizado, inibindo novas formações de estrelas. Entretanto, há um *feedback*¹ positivo da formação estelar que estimula a formação de nuvens, como demonstrado na correlação entre densidade superficial estelar e a presença de novas estrelas (Hunter et al., 1998). Modelos químico-dinâmicos demonstram que esses efeitos de *feedback*, na ordem de poucos Mega-anos, estabelecem um equilíbrio na formação estelar (Koeppen et al., 1995). Por causa da dependência da densidade, SFDGs de baixa massa consomem seu gás muito devagar, em um tempo de escala maior que o tempo de Hubble (Hunter; Elmegreen, 2004). Ocasionalmente quando galáxias colidem ou fundem (*merge*), surtos de formação estelar podem ocorrer. Todas essas discussões das propriedades básicas de SFDGs foram iniciadas há 40 anos por Searle et al. (1973). Alguns desses objetos pobres em metais assemelham-se com sistemas jovens, e por alguns anos pensou-se que as galáxias pobres em metais fossem realmente galáxias jovens, ainda em formação. Confirmado pela premissa que as SFDG possuem propriedades tal qual deficiência em metal, além de possuírem gás e poeira, o que permite concluir que, embora raro, pequenas condensações são capazes de produzir galáxias jovens na presente época cósmica. Após algum tempo ficou evidente que as galáxias jovens possuem um componente regular com cores similares à populações antigas de estrelas (Hunter; Gallagher III, 1985; Telles et al., 1997). O que trouxe a necessidade de estudar bem a formação estelar dessas galáxias.

A taxa de formação estelar (*star formation rate*-SFR) em galáxias de baixa massa tem sido determinada por diferentes métodos, como por exemplo fluxo de UV, fluxo de $24 \mu m$, fluxo em $7,7 \mu m$ oriundo dos hidrocarbonetos policíclicos aromáticos (PAH-sigla em inglês), emissão de poeira no infravermelho distante ($60-100 \mu m$), contínuo em rádio e luminosidade de $H\alpha$. O método mais comum utilizado é a luminosidade de $H\alpha$, após a correção de extinção devido a poeira, mas o contínuo rádio possibilita obter uma medida direta de SFR durante 10^8 anos (Condon et al., 2002). Este método funciona muito bem em quase todas as SFDGs. Para galáxias de massas maiores, em particular starbursts, uma fração substancial da radiação ionizante é absorvida pela poeira e portanto correções de extinção não são adequadas. Assim, as SFDGs determinadas por $H\alpha$ tem que ser suplementada por uma quantidade derivada do infravermelho. Em galáxias de baixas massas e baixa SFR, onde as regiões de formação estelar estão esparsamente distribuídas, nota-se uma

¹*feedback* é um processo retro-alimentativo, ou seja um processo no qual os produtos são usados como reagentes para a próxima interação de formação estelar.

uma diferença significativa entre a SFR determinada da linha $H\alpha$ e da derivada do flux de UV (Bergvall, 2012). Essas observações e análises dos dados do GALEX (Lee et al., 2011) indicam que os efeitos estocásticos devido a baixa SFR por área possuem mais impacto na luminosidade de $H\alpha$ que os fluxos UV, representando um intervalo maior em massas estelares.

Uma forma ótima de usar $H\alpha$ foi quando Kennicutt Jr. (1989) estudou a formação estelar em galáxias discos e encontrou que a SFRs diminuiu bruscamente a uma densidade superficial de $3-4M_{\odot}/pc^2$. Anos depois, Kennicutt Jr. (1998) derivou uma relação entre SFR e a densidade de massa superficial do gás frio (Σ_{gas}) sobre um enorme intervalo de massa, incorporando, também, as galáxias anãs. Ele encontrou que a SFR segue a seguinte relação $SFR \propto \Sigma_{gas}^{1.4}$. Essa relação ficou conhecida como a lei de Kennicutt-Schmidt. Para o caso de SFDGs, Hunter et al. (1998) encontrou que Σ_{gas} possui um fator de ~ 2 , o que era menor que a densidade crítica em galáxias discos. As SFDGs possuem uma menor SFR que a lei Kennicutt-Schmidt prediz, mas a formação estelar não é completamente interrompida (Bergvall, 2012).

Uma proeminente diferença entre galáxias HII e os outros tipos de anãs é a grande concentração de formação estelar no centro e um enorme gradiente na razão entre as luminosidades de $H\alpha$ e da banda V. Isso indica que o gás imigrou recentemente de outras regiões ao centro, por causa disso as densidades superficiais do gás aumentaram. Conseqüentemente, ao aplicar a lei de Kennicutt-Schmidt, a SFR por massa de gás aumentou e o brilho superficial ficou maior. A eficiência da formação estelar, entretanto, não parece ser muito significativamente alta em galáxias HII comparado com outros tipos de galáxias (Bergvall, 2012).

O estudo de atividade de formação estelar é confirmada em mais estudos detalhados de galáxias no universo. Exemplo disso, foi um estudo de diagramas de cor-magnitude de 60 galáxias anãs locais do projeto ANGST para mediar a história da formação estelar (SFH-sigla em inglês) (Weisz et al., 2011). Eles encontraram que a transição em uma galáxia rica em gás para uma galáxia pobre em gás, não pode ser devido a mecanismos internos, tal como *feedback* estelar, em vez disso é provavelmente causado por mecanismos externos, como por exemplo *ram pressure*, *tidal force* e *tidal stripping*. Uma simples descrição de SFH, como por exemplo o decaimento exponencial de SF, aparenta ser inconsistente com as observações. Ou seja, é necessário um modelo de SFH mais complexo.

1.1.3 Starbursts de baixa massa

No início da década de 70, Searle e Sargent (1972) aplicaram um modelo da evolução das galáxias nas observações de galáxias *late type* (Searle; Sargent, 1972; Searle et al., 1973). Eles estudaram a questão de galáxias jovens e concluíram que provavelmente essas galáxias não são jovens, mas sim estão em surtos de explosões de formações de estrelas. Larson e Tinsley (1978) propuseram que *starbursts* são originados por interação e fusão de galáxias. De acordo com seus estudos, *starburst* podem ser um fenômeno comum e uma característica consequente das fusões de galáxias. Isso gerou um novo modo de interpretar as galáxias com formação estelar. Ao longo dos anos galáxias *starburst* tornou-se um dos tópicos mais estudados.

O estudo das *starburst galaxies* (considerando as de alta massa) trouxe vários tipos de perguntas, como por exemplo a definição de um *starburst*. Classicamente, foi considerado que a SFR em uma *starburst galaxy* deveria ser significativamente maior que a SFR de galáxias normais. Gradualmente, tornou-se necessário subdividir as populações *starburst* em global e nuclear. A última seria considerada para galáxias normais (galáxias que não são anãs) em uma região com aproximadamente 1 kpc de extensão no centro da galaxia. Para medir o *starburst*, normalmente utiliza-se a largura equivalente de $H\alpha$ ($EW(H\alpha)$), pois de acordo com modelos (Zackrisson et al., 2001), uma galáxia com uma SFR constante terá $EW(H\alpha) \approx 100$, ou seja, muitos usam o critério que para ser um *starburst* terá que ter $EW(H\alpha) \geq 100$. Um indicador melhor de *starburst* é o parâmetro b (Kennicutt JR., 1998). Ele é definido como a razão entre a SFR atual e a média do passado da SFR. ($b = \frac{SFR}{\langle SFR \rangle}$). Uma galáxia com $b > 3$ pode ser considerada como uma *starburst* moderada, enquanto com $b > 10$ é a clássica tipo *starburst*. Em resumo, podemos definir uma galáxia *starburst* como uma galáxia que está passando por um breve período de intensa formação estelar, normalmente no centro da galáxia. As estrelas massivas, nesses surtos, geram a maior parte da luminosidade da galáxia.

O conceito de *starburst* tornou-se bastante utilizado. O problema é estudar galáxias anãs *starburst* extremas, $b > 15-20$, isto é galáxias com SFR muito maior que as galáxias consideradas normais. SFDG com $b > 3$ são muito raras. Embora essas galáxias são envolvidas com *starburst* em um determinado momento de sua evolução, isso não necessariamente significa que o *starburst* influenciará na evolução da galáxia de uma forma significativa. Tampouco, indica que o consumo de massa durante os surtos ou dos efeitos dos ventos estelares podem ser importantes.

Atualmente, existe grande suporte para o cenário em que as SFDGs foram as princi-

pais impulsadores da reionização cósmica (Bouwens et al., 2007; Bouwens et al., 2011; Gnedin, 2008) e há indicadores (Ouchi et al., 2009) tais que as galáxias anãs de altos *redshifts*, pobres em metais, possuem uma função de massa inicial plana maior do que as galáxias do grupo local.

1.1.4 Galáxias Wolf-Rayet

Estrelas Wolf-Rayet (WR) são estrelas do tipo O muito evoluídas que perdem massa rapidamente devido a fortíssimos ventos estelares. Elas são estrelas de população I extremas e possuem um espectro caracterizado por uma linha de emissão larga, resultado de ventos de alta velocidade. Essas estrelas são detectáveis em galáxias externas pelas suas proeminentes linhas de emissão em volta 4650-4690 (o “Wolf-Rayet bump”). Este *bump* tem sido detectado em várias galáxias com linhas de emissão (Allen et al., 1976; Kunth; Sargent, 1981; Schaerer et al., 1999) proporcionando um novo olhar no processo de formação estelar de alta massa em galáxias pobres em metais. As duas propriedades mais interessantes do *bump* das WR é a forte dependência na metalicidade e a restrição que ele impõe na idade do aglomerado.

O fenômeno das WRs é intimamente ligado com a geração dos fortes ventos estelares, este incidente diminui significativamente com o decréscimo da metalicidade, tal que a $Z = 1/20Z_{\odot}$ poucas estrelas massivas (com massa inicial $> 80M_{\odot}$) podem se tornar estrelas WR. Esta pequena variação na massa implica que a detecção de *bump* de WR em galáxias de baixa metalicidade pode proporcionar importantes informações da função de massa inicial (Kunth; Östlin, 2000).

Desde da primeira detecção das características destas galáxias em He 2-10 (Allen et al., 1976), um grande número de galáxias WR tem sido reportadas. Algumas das descobertas tem sido feitas em buscas sistemáticas (Kunth; Joubert, 1985), mas a maioria acidental. Por exemplo, muitos desses objetos com características de WR estão sendo encontradas em amostras de espectros de alto sinal-ruído de regiões HII extragaláticas de baixa metalicidade com o objetivo de derivar a abundância primordial de He (cf. Izotov & Thuan 1998). O termo “galáxias WR” deve ser utilizado com cautela. Dependendo da distância do objeto e da extensão espacial de observação, a região de interesse pode ser uma região HII extragaláctica com poucas estrelas WR ou em um núcleo de uma galáxia de formação estelar extremamente forte comportando várias estrelas massivas (Schaerer et al., 1999).

Por definição não é de se surpreender que as galáxias WR não formam uma classe homogênea. De fato galáxias WR são encontradas entre uma grande variedade de

tipos morfológicos, desde galáxias HII a galáxias irregulares. Uma curiosidade é que recentes estudos, bem convincentes, mostram a evidência de assinaturas de estrelas WR em Seyfert 2 e LINERs (Osterbrock; Ferland, 2006).

Empiricamente, todas as galáxias WR mostram linhas de emissão nebular. A escala absoluta (magnitudes absolutas, fluxos de ionização etc.) das galáxias WR variam muito, de um modo geral, as propriedades das galáxias WR sobrepõem com as galáxias *starburst* e formam uma extensão de regiões HII gigantes (Conti, 1991). Para as galáxias WR “tradicionais”(e.g. galáxias HII) o espectro nebular é devido a fotoionização da origem estelar.

A observação de galáxias de baixa metalicidade dominadas por emissão de estrelas WR vai de encontro com o fato de que as estrelas WR deveriam ser raras nessas galáxias, devido a curta duração da fase WR para estrelas de alta massa e baixa metalicidade.

1.2 Núcleo Ativo de Galáxias

Muitas galáxias mostram características de linhas de emissão nebular no espectro dos seus núcleos. Na maioria desses objetos, o gás é fotoionizado por estrelas quentes no núcleo, o que é muito parecido com regiões HII gigantes, ou com um aglomerado de várias regiões HII. Os núcleos galácticos com as linhas de emissão mais fortes deste tipo são chamados de galáxias HII, ou galáxias *starburst*. Além desses objetos, entretanto, uma pequena fração de galáxias espirais ionizou o gás em seus núcleos e este emite um espectro com linhas de emissão com um alto alcance de ionização maior que qualquer região HII. Normalmente, os perfis de linhas de emissão mostram uma distribuição de velocidades maiores que as galáxias *starburst*. Essas galáxias são chamadas Seyfert. Muitas das maiores rádio galáxias, tipicamente N, cD, D, ou E, possuem um núcleo com espectro de linha de emissão que são muito similares. Quasares (Quasistellar radio sources) e QSO (quasistellar objects) são *radio-loud* e *radio-quiet* análogas as galáxias rádios e galáxias Seyferts. Estas possuem um espectro óptico similar e luminosidades ópticas ainda maiores, mas são muito mais raras. Um exemplo de espectro de galáxias Seyfert se encontra na figura 1.1, perceba que ela possui linhas de emissão permitidas largas, como também mostra fonte intensa de radiação não térmica, [HeII] 4686, [OI] 6300, [NII] 6583 e [OII] 3727. ¹ma descrição detalhada sobre cada tipo de galáxia ativa, pode ser encontrada em Osterbrock e Ferland (2006).

¹U

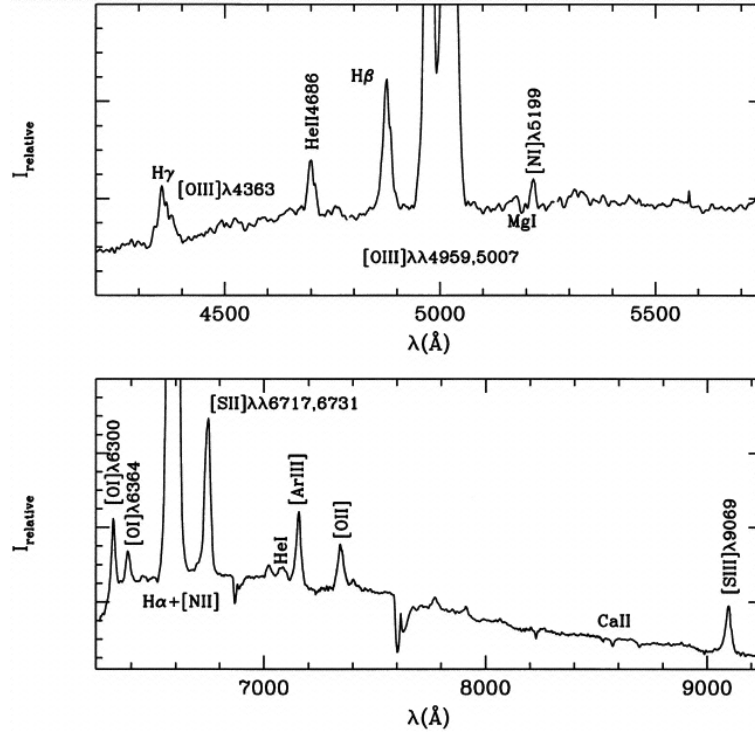


Figura 1.1 - Exemplo de uma galáxia Seyfert tipo 2, galáxia NGC1068. Figura retirada de García-Lorenzo et al. (1999).

Todos esses objetos possuem características em comum, principalmente a luminosidade que é muito maior que a de uma galáxia comum ($L_g \geq 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$). Precisamente, o centro dessas galáxias são extremamente luminosos e a fonte de luz encontra-se em um volume muito pequeno, uma fração de parsecs. Por isso, essas galáxias são conhecidas como galáxias ativas, enquanto as galáxias normais são conhecidas como inativas. Assim, devido a pequena região central muito luminosa, classifica-se esse grupo como galáxia de Núcleo Ativo de Galáxia (Active Galactic Nuclei - AGN em inglês).

A maioria, se não todo o gás ionizado em galáxias ativas aparenta ser fotoionizado. Entretanto, a fonte de radiação de ionização não são estrelas ou estrelas quentes. Ao invés disso, é muito mais provável que haja uma extensão de altas energias de um contínuo azul, observada nesses objetos na região espectral do óptico. Isso é provavelmente emitido por uma disco de acreção em volta de um buraco negro, ou por partículas relativísticas e talvez por um campo magnético associado ao ambiente do buraco negro. O espectro de radiação de ionização certamente se estende a energias muito maiores que o espectro de estrelas quentes que ionizam regiões HII e nebulosas planetárias. Como também a densidade de energia é muito maior em AGN do que

em nebulosas.

Atualmente, tenta-se explicar as diferenças entre as diversas classes de AGNs. O objetivo concerne-se em explicar a maior variabilidade de fenômenos usando um modelo simplista que é consistente com os dados. O modelo básico para as AGNs, baseia-se em unificar os seus vários tipos em um único tipo de fonte e que sua aparência depende do ângulo de visão do observador. Existem evidências que as AGNs possuem estruturas assimétricas e radiações anisotrópicas, ou seja pode ser que as propriedades de uma fonte dependem da posição do observador. A figura 1.2 esquematiza o modelo unificado de AGN, nela observa-se que a classe depende do ângulo de visão do observador.

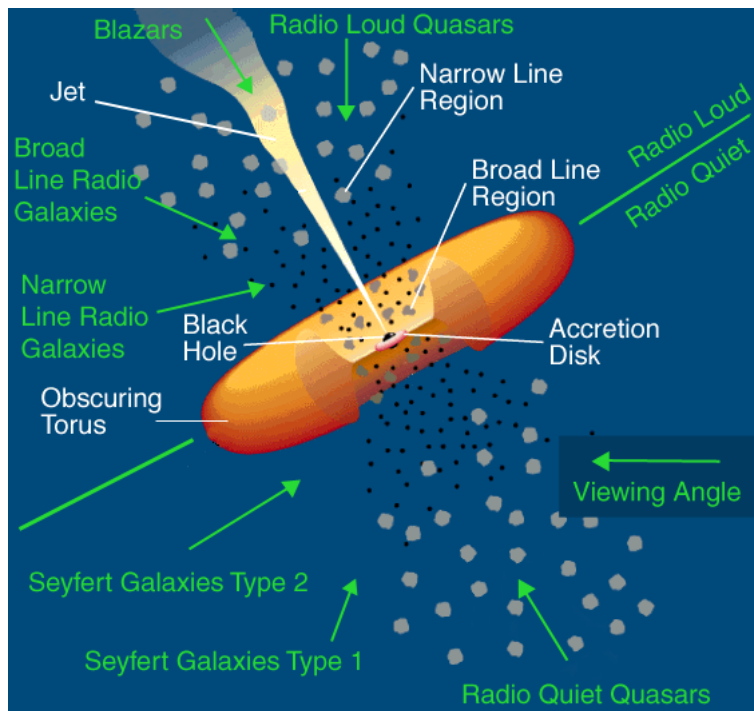


Figura 1.2 - Modelo unificado de AGNs. Existe um buraco negro supermassivo no centro e ao redor está orbitando um disco de acreção de gás e poeira. Para cada campo de visão observada na Terra há um diferente tipo de AGN. Figura retirada de ??

O paradigma da AGN é constituído por um motor central assimétrico que consiste de um disco de acreção ao redor de um buraco negro supermassivo. Jatos bidirecionais emergem destes sistemas ao longo do eixo do disco, eles emitem uma radiação *Doppler-boosted* via radiação síncrona e mecanismos de Compton inverso. Tanto os jatos quanto o disco de acreção contribuem na emissão de raio-x observada. As

linhas de emissão largas observadas são produzidas em nuvens de gás muito densas e relativísticas (aproximadamente a $0,96c$). O sistema inteiro é embebido por um toro empoeirado e opaco. Esse toro é importante no modelo de unificação pois é ele que bloqueia o campo de visão do disco de acreção, as regiões de linhas largas e a estrutura interior dos jatos da visão direta dos observadores no plano do toro. O toro absorve radiação da fonte central e re-emite essa energia no infravermelho.

1.3 Diagrama BPT

Atualmente, muitos objetos extragalácticos com linhas de emissão estão tornando-se disponíveis para o estudo, através de novas tecnologias. Muitos autores colocaram esses objetos em categorias de uma forma muito confusa, como por exemplo *narrow-line galaxies*, Seyfert, QSO entre outras. Esses esquemas classificatórios dependem mais do critério de seleção, da morfologia ou das linhas largas do que informações relativas sobre linhas de emissão. Isso faz com que não leve em conta a informação mais relevante, o mecanismo de excitação que opera no gás que emite a linha. Os mecanismos de excitação predominantes em galáxias são : i) fotoionização por estrelas O e B, ii) fotoionização por uma fonte de lei de potência ou por iii) ondas de choques de calor. Uma quarta excitação seria por nebulosas planetárias, que são fotoionizadas por estrelas muito mais quentes que estrelas tipo O.

A quantidade de galáxias catalogadas com linhas de emissão tem crescido abruptamente nos últimos anos, sendo então necessário um sistema de classificação que mede diretamente o mecanismo de excitação que opera no gás. Baldwin et al. (1981) realizaram um sistema de classificação que baseava-se nas linhas medidas. Essa classificação se baseia em um diagrama que compara as razões de intensidades de linhas (como por exemplo $\lambda 5007 / \lambda 4861$ e $\lambda 6563 / \lambda 6583$). Esse diagrama de comparação de razão de intensidade de linhas ficou conhecido como diagrama BPT, por conta das iniciais dos nomes dos cientistas. Um exemplo desse diagrama pode ser visto na figura 1.3, diagrama feito por Kewley et al. (2001). Esse diagrama mostra a separação entre SFG e AGNs, à partir de um modelo feito Kewley et al. (2001), representado por linhas. Nesse exemplo, os asteriscos denotam a mostra de galáxias que podem ser classificadas como *starburst* ou AGN, através da posição no diagrama. As galáxias abaixo das linhas contínuas e pontilhadas são as consideradas *starburst*, pois elas possuem uma razão de linha tal que sugere que a radiação que excitou o meio é térmico. Enquanto as AGN que estão acima das linhas possuem uma razão de linha tal que a radiação que excita o meio da galáxia é uma fonte não térmica. O diagrama BPT nos permite distinguir galáxias na qual o gás emissor de linhas é excitado por

fotoionização por estrelas O e B, como em galáxias HII, contra galáxias na qual o mecanismo de excitação podem ser tanto a fotoionização por uma lei de potência contínua ou ondas de choque. Isso é baseado no fato de que os modelos de espectros emergentes de estrelas quentes, que são dependentes da massa, metalicidade e história evolucionária, são capazes de reproduzir as razões de linhas observadas nas galáxias. Entretanto, sequência normal de estrelas quentes não podem explicar sozinhas os níveis altos e baixos de ionização observada simultaneamente em Seyferts. Outros mecanismos podem ser colocados para a excitação do meio interestelar dessas galáxias ativas.

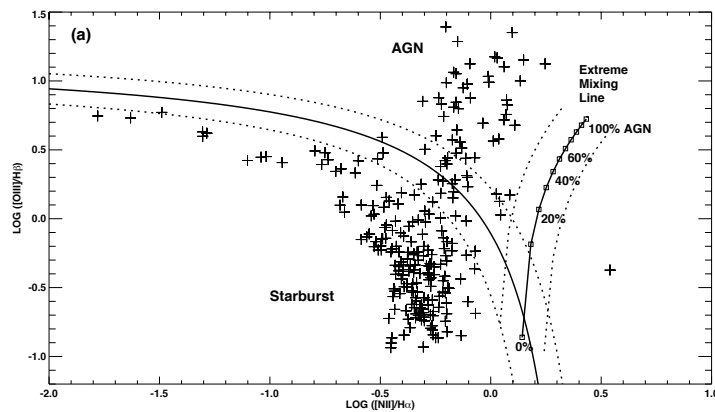


Figura 1.3 - Exemplo de diagrama BPT, mostrando as galáxias da amostra de (Kewley et al., 2001). Os asteriscos são os dados obtidos por eles enquanto que as linhas pontilhada e contínua são os modelos feitos por eles.

1.4 Justificativa e motivação do trabalho

Um das características mais marcantes de galáxias HII é alta taxa de formação estelar, podendo ocorrer em episódios com duração de somente 10 Manos, separados por longos períodos quiescentes de vários Ganos (Faneli et al., 1988). Durante esses episódios de surtos de formação de estrelas, as galáxias HII são caracterizadas por um contínuo azul e fortes linhas de emissão estreitas, o que é uma evidência para uma população abundante de estrelas massivas. O número total de estrelas do tipo O responsável pela ionização do meio interestelar em galáxias HII pode alcançar $10^2 - 10^5$ (GUSEVA, 2000). Tal número de estrelas massivas pode ionizar $10^5 - 10^7 M_{\odot}$ de gás interestelar. Essas estrelas massivas podem ter uma influência significativa na dinâmica do gás. Assim, ventos estelares ou supernovas (SN) podem produzir grandes velocidades no gás de $\gtrsim 1000$ km/s, nos quais se manifestam em linhas de emissão largas.

As chamadas galáxias Wolf-Rayet possuem linhas de emissão permitidas largas de alguns íons, a maioria é HeII, NIII e CIV, consideradas de serem originadas em envelopes de massivas estrelas com rápida perda de massa. Enquanto a maioria das emissões largas de WR vem de envelopes de estrelas, as linhas de hidrogênio e linhas proibidas no espectros de algumas regiões HII gigantes e em galáxias HII também mostram componentes largas de baixa intensidade (Diaz et al., 1987; Izotov et al., 2006). Estes são susceptíveis de originar não somente em envelopes circumestelar de estrelas com ventos estelares, mas também nas próprias regiões HII. O *full width at zero intensity* (FWZIs) de componentes de baixa intensidade pode chegar a valores de aproximadamente 2000 – 3000km/s, perto das velocidades terminais de ventos estelares de WR e estrelas Of (Izotov et al., 2007).

Outro mecanismo para a emissão em linha de galáxia HII pode ser um núcleo ativo (*Active Galactic Nuclei-AGN*) com um buraco negro de massa *intermediária*. Um grande número de estudos tem se preocupado com as propriedades das regiões de linhas largas (*broad-line regions* BLRs) e regiões de linhas estreitas (*narrow-line regions* NLRs) em AGNs com metalicidades solar e supersolar. Quando colocadas em uma diagrama BPT, essas AGNs ocupam uma região bem separadas das galáxias de formação estelar (Kauffmann et al., 2003). Essa separação não é bem clara para AGNs de baixa metalicidade. Usando modelos de fotoionização, Groves et al. (2006) e Stasińska et al. (2006) mostraram que AGNs de baixa metalicidade ocupam regiões sobrepostas com aquelas de regiões HII em diagramas de diagnósticos de linhas de emissão, tornando-se difícil de usar estes diagramas para distinguir fontes não térmicas de fontes térmicas de fontes de ionização. Para tornar a situação pior, as luminosidades das linhas largas de H α em AGNs podem ser baixas, chegando em 10^{30}erg/s (Ho et al., 1997), que está na mesma faixa de luminosidades típicas de supernovas e ventos estelares. Finalmente, espectros de SN pode imitar Seyferts 1 (Filippenko, 1989). Assim, evidências adicionais tem que ser invocadas para distinguir SFG de AGNs de baixa metalicidade.

Neste trabalho estudaremos duas galáxias, MRK 996 e SDSS J1047 +0739. A primeira já é bem estudada e possui bastante literatura. Ela é considerada como uma galáxia WR (Doublier et al., 1997) com metalicidade de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8,0$ (Thuan et al., 2008). Enquanto a segunda, entretanto, possui pouca literatura e só tem sido estudada a pouco tempo. A primeira vez que foi observada foi através do *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) data release 5, de onde vem o seu nome. Além dos nossos dados, só foi observada no óptico (Izotov et al., 2007; Izotov; Thuan, 2008), onde foi calculada a sua metalicidade do valor de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 7,85$ (Izotov; Thuan, 2008). Por possuir

um nome muito extenso, referiremos, neste trabalho, a galáxia SDSS J1047 +0739, como somente J1047. As duas galáxias apresentam componentes largas nas linhas de emissão permitidas bem atípicas. Para nossa análise utilizaremos dados obtidos com o instrumento NIFS do observatório Gemini Norte . Nosso objetivo é estudar a origem das linhas de emissão largas, através de um estudo cinemático, a fim de testar a hipótese de que essas galáxias sejam candidatas a galáxias ativas de baixa metalicidade.

No capítulo 2 iremos descrever os métodos empregados neste trabalho, como também as reduções feitas. O capítulo 3 apresentará os resultados e análises feitas ao decorrer do trabalho. Por consequência, iremos discorrer sobre os resultados, no capítulo 4. E por último, apresentaremos nossas discussão e conclusão no capítulo 4.

2 Metodologia

Os dados obtidos nesse trabalho foram observadas pelo telescópio GEMINI NORTE, utilizando o instrumento *Near-Infrared Integral Field Spectrometer* (NIFS) (McGregor et al., 2003) com módulo de óptica adaptativa ALTAIR. Neste capítulo, explicaremos primeiramente a teoria da óptica adaptativa utilizada, após descreveremos o instrumento, e em seguida entraremos em detalhes sobre as observações e os procedimentos utilizados para a preparação dos dados. Além disso explicaremos as metodologias utilizadas.

2.1 Óptica Adaptativa

Turbulências na atmosfera da Terra produzem heterogeneidades no índice de refração, o que afeta a qualidade da imagem no telescópio. A óptica adaptativa é um meio para a compensação, em tempo real, da imagem real degradada. A óptica adaptativa consiste de um sistema óptico ativo, como por exemplo um espelho deformável para corrigir as distorções instantâneas da frente onda. A óptica adaptativa é necessária para melhorar a função de transferência de modulação e para melhorar o sinal ruído, ou seja quando há diversos fatores que são fontes de aberração na imagem. A primeira operação de um sistema de óptica adaptativa foi feita no Observatoire D'Haute Provence, na França em 1989. Desde 1994, há um aumento no número de observatórios astronômicos que utilizam o sistema de óptica adaptativa. Os dados utilizados neste trabalho foram obtidos através de um sistema de óptica adaptativa. Isso se foi necessário devido a necessidade de uma alta resolução espacial. Para correta análise dos dados se fez necessário um estudo teórico do funcionamento dos sistemas de óptica adaptativa. Assim, essa seção será focado na compreensão teórica relacionado a óptica adaptativa.

2.1.1 Óptica

Os princípios da óptica adaptativa são baseados na premissa que podemos mudar os efeitos de um sistema óptico adicionando ou alterando os elementos ópticos. O intuito é de se obter a melhor representação do objeto, por uma imagem. Efeitos difrativos degradam a imagem porque eles degradam o processo de propagação. A melhor opção é alcançar o limite de difração, não podemos tirar todos os efeitos porque estes são inerentes as leis de Maxwell. Entretanto, quando efeitos degradam a imagem ou processo de propagação além do limite de difração, pode-se tentar alterar o sistema óptico para compensar esses efeitos.

Uma forma de descrever a propagação da luz através do sistema de óptica adaptativa é pelo formalismo matemático. Assim, para um feixe de luz coerente a comprimento de onda λ a intensidade da luz a um ponto P na imagem ou no plano focal a distância z , vide figura 2.1, é dado por:

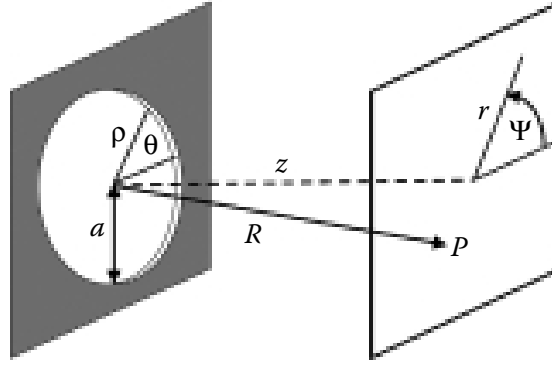


Figura 2.1 - Sistema de coordenadas para o cálculo de difração. Figura retirada de Tyson (2011).

$$I(P) = \left(\frac{Aa^2}{\lambda R^2} \right)^2 \left| \int_0^1 \int_0^{2\pi} e^{i(k\Phi - \nu\rho \cos(\theta - \psi) - 1/2u\rho^2)} \rho d\rho d\theta \right|^2 \quad (2.1)$$

onde a pupila circular possui raio a e coordenadas (ρ, θ) ; o plano de imagem possui coordenadas (r, ψ) e a coordenada z é normal para o plano de pupila, R é a variação de inclinação do centro da pupila ao ponto P ; $k = 2\pi/\lambda$; $k\Phi$ é o desvio de fase de uma esfera perfeita sobre a origem do plano focal.

Para simplificar a apresentação, foram utilizadas coordenadas normalizadas no plano focal:

$$u = \frac{2\pi}{\lambda} \left(\frac{a}{R} \right)^2 z \quad (2.2)$$

$$v = \frac{2\pi}{\lambda} \left(\frac{a}{R} \right)^2 r \quad (2.3)$$

Se não há nenhuma aberração, ou seja se $\Phi = 0$, a intensidade é máxima no eixo ($r = 0$), então:

$$I_{\Phi}(P_{r=0}) = \pi^2 \left(\frac{Aa^2}{\lambda R^2} \right)^2 = \left(\frac{\pi^2 a^2}{\lambda R^2} \right)^2 I_{z=\theta} \quad (2.4)$$

A razão de Strehl é a razão entre a intensidade no eixo de um feixe aberrado com a intensidade de um feixe não aberrado. Se a aberração da inclinação não for removida, o eixo dessa aberração pode ser normal a essa inclinação. Então, combinando as equações 2.1 e 2.4, tem-se

$$S = \frac{I(P)}{I_{\Phi=0}} = \frac{1}{\pi^2} \left| \int_0^1 \int_0^{2\pi} e^{i(k\Phi - \nu\rho \cos(\theta-\psi) - 1/2u\rho^2)} \rho d\rho d\theta \right|^2 \quad (2.5)$$

Para pequenas aberrações, quando a inclinação é removida e o plano focal é deslocado ao seu foco gaussiano, os termos lineares e quadráticos na exponencial desaparecem.

O uso da razão de Strehl é fundamental para descrever a quantidade da redução de intensidade devido a aberrações. Assim podemos definir a qualidade do feixe como $Q = \sqrt{1/S}$.

A razão de Strehl relaciona a intensidade do feixe aberrado ao não aberrado. Se um feixe não é uniforme quando é não aberrado, como um feixe anular, a intensidade do feixe não aberrado não será tão alto como similar ao feixe não obscurecido de área igual. A adição de aberrações de fase pode normalmente, reduzir a intensidade no eixo do feixe, como também pode aumentar a intensidade do eixo como um feixe obscurecido qualquer.

2.1.2 Fontes de aberrações

Variações na intensidade durante a captura de uma imagem ou a propagação de um feixe, fez com que criasse a necessidade da óptica adaptativa. A principal causa dessa variação é o desvio de fases de uma esfera de referência e isso pode ser tratado usando a óptica adaptativa. Existem diversas fontes de aberrações da frente de ondas, como por exemplo a turbulência atmosférica, manufaturamento óptico, deformações não lineares devido a mudança de temperatura, entre outros.

A ocorrência de pequenas variações na temperatura ($< 1^{\circ}C$) causa mudanças randômicas nas velocidades do vento (*wind velocities-eddies*), no qual vemos os movimentos da turbulência na atmosfera. As mudanças de temperatura dão origem à pequenas mudanças na densidade da atmosfera e também no índice de refração. Essa

mudança no índice podem-se acumular, e esse efeito acumulativo pode causar significantes heterogeneidades no perfil de índice da atmosfera. A frente de onda do feixe irá mudar ao curso da propagação. Essas pequenas mudanças no índice de refração atua como uma pequena lente na atmosfera.

2.1.2.1 Turbulência

Os efeitos mais comuns da turbulência são *twinkling* e os tremores da estrela. *Twinkling* é a variação randômica da intensidade da luz de uma estrela devido a interferência randômica entre ondas da mesma estrela que passa através de diferentes caminhos ópticos e muito pequenos. A posição média da estrela também mostra uma *palpitação* aleatória porque o ângulo médio de chegada da luz da estrela é afetado pela mudança do índice de refração, ao longo dos caminhos que ele passa pela atmosfera. Um terceiro efeito atmosférico é o *spreading* de uma imagem de estrela. A turbulência produz aberrações aleatórias de alta ordem que causam problemas de *spreading*.

Uma importante constante para esse estudo é a *constante de estrutura do índice de refração* C_n^2 , ela é a medida da força da turbulência, ou seja, ela na verdade não é bem uma constante. Ela varia com as estações assim com o dia e a hora. Ela varia também com localização geográfica e altitude. Existem muitas medidas de C_n^2 , mas não uma acurácia nos modelos para vários casos de turbulência.

A turbulência irá causar espalhamento do feixe com alta frequência espacial, pequena flutuação espacial e variação de intensidade. Flutuações são produzidas por redemoinhos que tem tamanhos similares ao do feixe. O espectro de Kolmogorov sugere que as variações de intensidade são produzidas por redemoinhos com o tamanho da ordem de $\sqrt{\lambda L}$, onde L é a distância de propagação.

Em um estudo de um receptor óptico heteródino, Fried descobriu que o diâmetro máximo permitido para um coletor antes que a distorção atmosférica limite seriamente a performance é comprimento de coerência r_0 , que é descrita da seguinte forma:

$$r_0 = \left[0.423k^2 \sec(\beta) \int_0^L C_n^2(z) dz \right]^{-3/5} \quad (2.6)$$

Nesta expressão, L é o comprimento do caminho óptico, β é o ângulo de zenital e C_n^2 pode variar com a altitude z . O comprimento de coerência de Fried é usado para descrever vários fenômenos turbulências atmosféricas.

A razão de Strehl e o sistema de imageamento de resolução espacial pode ser computado pela variância da fase. (Noll, 1976), mostra que a turbulência não compensada da variância da frente de onda é:

$$\sigma_{uncomp} = 1.02 \left(\frac{D}{r_0} \right)^{5/3} \quad (2.7)$$

onde D é o diâmetro de abertura. Como há um grande interesse no espalhamento do feixe e não com a flutuação do centróide do feixe, a variância da frente de onda, após remover a inclinação dos dois eixos, torna-se:

$$\sigma_{tiltcomp} = 0.134 \left(\frac{D}{r_0} \right)^{5/3} \quad (2.8)$$

A razão de Strehl pode ser calculada usando a equação 2.5, desconsiderando os termos que não contribuem com o espalhamento do feixe. Em adição ao espalhamento do feixe por turbilhões pequenos, grandes turbilhões também provoca agitações (*jitter*) no feixe. Sobre uma longa exposição no *jitter*, o feixe que é espalhado devido aos efeitos de alta ordem de turbulência espalhará a luz por uma grande extensão no detector. A expressão da razão de Strehl, juntamente com o halo, pode ser dada na seguinte forma:

$$S = \frac{e^{-\sigma_{comp}^2}}{1 + \left(\frac{2.22\alpha_{jit}D}{\lambda} \right)^2} + \frac{1 - e^{-\sigma_{comp}^2}}{1 + \left(\frac{D}{r_0} \right)^{5/3}}; \quad (2.9)$$

onde α_{jit} é o ângulo jitter tilt de um eixo que pode ser expressado na forma:

$$\alpha_{jit}^2 = 0.182 \left(\frac{D}{r_0} \right)^{5/3} \left(\frac{\lambda}{D} \right)^2 \quad (2.10)$$

A *Full width half maximum* do núcleo da PSF central pode ser aproximado por:

$$FWHM_{core} = \sqrt{\left(\frac{1.22\lambda}{D} \right)^2 + (2.7\alpha_{jit})^2} \quad (2.11)$$

O halo possui uma FWHM igual a $1.22\lambda/r_0$, como por exemplo está esquematizado

na figura 2.2.

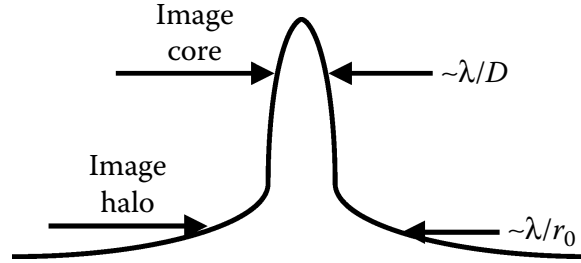


Figura 2.2 - A PSF através a qual exibe uma região central que é limitada pela difração e um halo difuso. Figura retirada de Tyson (2011).

Turbulência é um processo aleatório que possui uma estatística temporal e espacial. Pela óptica adaptativa, essas estatísticas são muito importantes, se o movimento da turbulência for devagar, então o sistema AO pode ver o distúrbio na forma de estatística. A correção poderia somente ser requisitada no domínio espacial. Entretanto, se a turbulência é muito forte, um sistema de óptica adaptativa poderá ver somente o distúrbio de tempo médio. Um feixe passará através de uma diferente parte do ar cada vez que o vento mover-se em um diâmetro do feixe. Quando o feixe é muito mais largo que o comprimento de coerência, o tempo de interesse é o tempo τ que o vento leva para transportar o feixe no comprimento de coerência, e ele é calculado por:

$$\tau \approx 0.53 \left(\frac{r_0}{v_{wind}} \right) \left(\frac{D}{r_0} \right)^{1/6} \quad (2.12)$$

A distorção devido a óptica, turbulência, absorção atmosférica e espalhamento, foi combinado em uma só formulação por Lutomirski, a função de transferência de modulação (MTF-sigla em inglês). A MTF do sistema é o produto da MTF da turbulência com a MTF da óptica, com atenuação da extinção atmosférica ϵ , expressado na seguinte forma:

$$M_{sis} = M_{opt} M_{turb} e^{-\epsilon z}; \quad (2.13)$$

onde z é o tamanho do caminho de propagação.

2.1.3 Thermal Blooming

Thermal blooming ocorre sempre que a atmosfera absorve energia suficiente de um feixe para alterar o índice local da refração. Smith (1977) estudou que quando o feixe da onda contínua é suficientemente desenvolvida para um alcance de kilowatts, pode ser observada a expansão do tamanho do feixe (*blooming*).

O feixe de laser absorvido quando é balanceado por uma condução térmica, ou por convecção natural ou até mesmo por uma convecção forçada devido ao vento ou o próprio movimento do feixe, o processo de *thermal blooming* torna-se em vento. Para o caso de vento nulo, o processo é chamado de *thermal defocusing*, e isto ocorre porque o índice de refração muda perto do centro do feixe, onde a intensidade do feixe é maior.

Assim que o feixe se propaga através da atmosfera, sua força é absorvida. Para uma atmosfera uniforme, a intensidade muda de acordo com a expressão:

$$I(r, L) = I(r, 0) \exp(-\alpha L - N_B e^{-r^2/a^2}); \quad (2.14)$$

onde o coeficiente de absorção linear é α , o raio do feixe é a , o tamanho do caminho de propagação é L e a magnitude de distorção de *blooming* é medida pelo parâmetro sem dimensão N_B , e este pode ser calculado à partir velocidade de vento v_w e da constante de pressão:

$$N_B = \frac{-4\sqrt{2}P(dn/dT)k\alpha L}{\rho C_p v_w 2a}; \quad (2.15)$$

onde P é a força do feixe, ρ é a densidade de massa e dn/dT é a mudança do índice de refração por temperatura.

O efeito de *thermal blooming* na propagação do feixe é a propagação física da energia e da redução do eixo. A grosso modo, pode-se dizer que o número de distorção é o número de raios do erro da frente de onda induzida pelo *blooming*. Experimentos e cálculos de óptica Smith (1977) verificaram que esta redução, representada pela razão de Strehl, empiricamente tem a seguinte formulação:

$$S = \frac{1}{1 + K' N_B^m}; \quad (2.16)$$

onde K' e m dependeram do tipo do feixe, por exemplo para um feixe Gaussiano e infinito $K' = 0.0625$ e $m = 2$. Dessa forma, se a intensidade é modificada pela razão de Strehl para a distorção de *thermal blooming* a intensidade tornará:

$$I_{bloom} \propto \frac{Pa^2S}{\lambda^2L^2} \propto \frac{P}{1 + \kappa P^m} \quad (2.17)$$

A constante $\kappa = K'(N_B/P)^m$ absorve os parâmetros e isso afeta a força de *blooming*. A distorção devido ao *thermal blooming* pode ser reduzidas de várias maneiras sem aplicar a óptica adaptativa. Um aumento no vento reduz a força de *blooming* e aumenta diretamente a razão de Strehl (Koniaev; Lukin, 1985). Entretanto, mesmo que isto seja simples, é normalmente impraticável, porque o vento de um dia específico em um lugar específico é imprevisível e o cenário de propagação do feixe pode não permitir girar o feixe em uma maneira arbitrária.

2.1.3.1 Compensação

A óptica adaptativa é usada quando todos os distúrbios, discutidos na seção anterior, são inevitáveis. A óptica adaptativa deve ser adicionada ao sistema somente se ela aperfeiçoar as imagens, além disso o uso de um laser no sistema também só deverá ser usado se melhorar o processo de compensação (Viswanathan et al., 1979).

Existem várias maneiras de abordar o problema de compensação para aberrações. Abordagens convencionais que usa sensores de frente de onda, controles eletrônicos e óptica de correção, podem ser usados para superar os efeitos de aberração. A aplicação de correções é geralmente um processo de um círculo fechado em tempo real. Técnicas em tempo não real para processos de imagem que usa informações de frente de onda são inadequados. A óptica adaptativa é necessária para a melhoria da *modulation transfer function* e a razão de sinal ruído.

A aproximação mais comum para corrigir várias aberrações é o princípio de conjugação de fase, também chamado de conjugação de fase única.

2.1.4 Conjugação de fase

O método para aplicar a conjugação de fase é mostrada nas figuras 2.3 e 2.4.

A frente de onda do feixe entra que pela esquerda (figura 2.3 a) é distorcido por um pedaço de vidro, porque o índice de refração é maior que o meio. A frente de onda é retardada quando ela passa através do vidro (figura 2.3 b). Depois da reflexão pelo

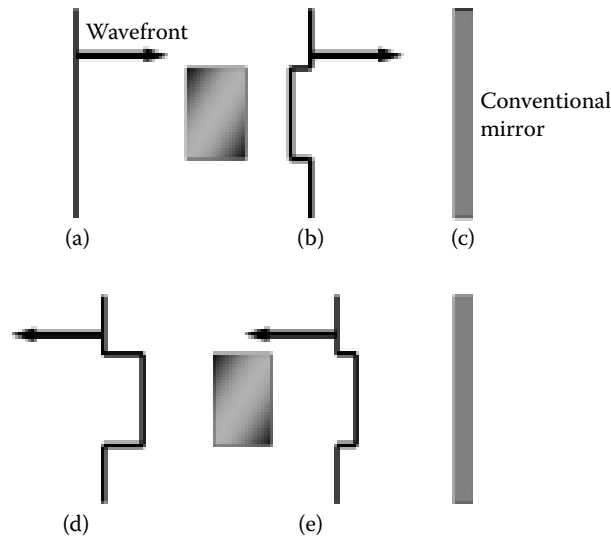


Figura 2.3 - Distorção da frente de onda ao atravessar um elemento óptico aberrante: a) a frente de onda plana passa pelo elemento aberrante e é atrasada. b) a frente de onda atrasada reflete em c) um espelho convencional d) e viaja para a esquerda com um atraso. e) quando a frente de onda atravessa pela segunda vez o elemento aberrante ela é atrasada mais ainda. Figura retirada de Tyson (2011)

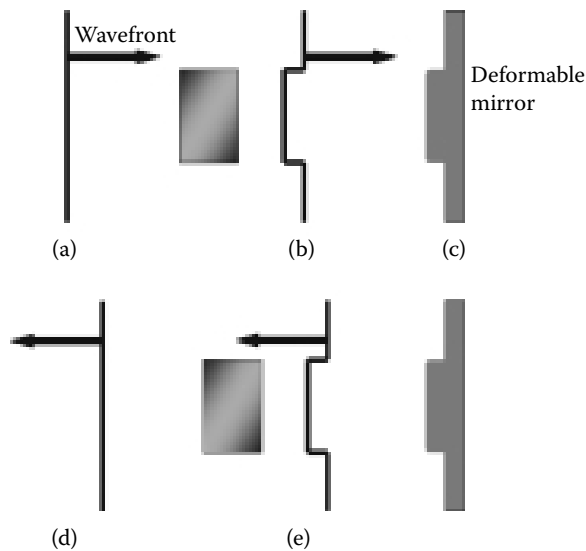


Figura 2.4 - Distorção da frente de onda ao atravessar um elemento óptico aberrante com um espelho corretor: a) a frente de onda plana passa pelo elemento aberrante e é atrasada. b) a frente de onda atrasada reflete em c) um espelho deformável com o formato conjugado d) e viaja para a esquerda com um atraso revertido. e) quando a frente de onda atravessa pela segunda vez o elemento aberrante a frente de onda retorna para uma frente de onda plana. Figura retirada de Tyson (2011).

espelho (figura 2.3c), a frente de onda possui o mesmo formato, mas propaga-se na direção oposta. Ao atravessar o vidro novamente (figura 2.3d), ela recebe a mesma retardação que antes. A frente de onda extinta (figura 2.3e) é muito distorcida desde que passe através pelo *aberrator* duas vezes.

Pode-se também querer alcançar o plano da frente de onda após o feixe passar através do vidro duas vezes, se sim, existe um meio de alterar a superfície do espelho em determinada maneira que ao inverter a frente de onda pela segunda passagem, não fica nenhuma distorção residual. Na figura 2.4 vemos que há um solavanco no espelho que causa a ponta da frente de onda para ser invertida. Quando a frente de onda passa através do *aberrator* novamente (figura 2.4 d), a frente de onda final (figura 2.4 e) é novamente um plano. A quantidade de encontros necessários no espelho é proporcional a frente de onda e possui uma sinal reverso. Esse processo é múltiplo do campo $|E|e^{-i\phi}$ pelo seu conjugado complexo $|E|e^{+i\phi}$, por isso o nome conjugação de fase.

2.1.4.1 Limitações da conjugação de fase

Perfeitas condições para a conjugação de fase não é necessariamente uma condição para a óptica adaptativa mostrar-se útil. Para a óptica adaptativa convencional, as limitações na conjugação de fase são devidas a várias fontes. A qualidade da medida da frente de onda, rapidez e fidelidade em interpretação e qualidade de reprodução do contorno da superfície da frente de onda, todas possuem um efeito no processo de conjugação de fase. As limitações podem ser baseadas em restrições espaciais, como por exemplo, resolução espacial dos sensores dos corretores. Eles também podem ser baseados em restrições temporais como tempo de integração do detector ou da velocidade do computador do sistema (Chassat et al., 1989).

A atmosfera pode ser considerada um plano normal à direção da propagação do feixe. Esse plano possui várias mudanças de fase sobre a superfície. Se o feixe é mandado através de qualquer porção do plano e ter o mesmo erro de frente de onda, isso é considerado isoplanático. Entretanto, isso não é o caso real, uma parte da atmosfera distorce o feixe em diferentes maneiras do que as outras parte. Mesmo que a estatística seja a mesma, as realizações da turbulência da atmosfera são diferentes, assim denomina-se a propagação através da turbulência de anisoplatismo.

O anisoplatismo possui várias consequências sérias para a óptica adaptativa à grandes aberturas, em compensação de um grande campo de visão, ou para conceitos como sistemas de retorno de ondas (Viswanathan et al., 1979). Embora, anisoplatismo

seja um fenômeno espacial, ele pode aumentar devido a outros estímulos. Dois feixes colocados paralelos ao outro produzem anisoplatismo de deslocamento. Dois feixes propagando-se em diferentes ângulos, produzem anisoplatismo angular (Stone et al., 1994). Dois feixes onde as fontes estão a diferentes distâncias do receptor, onde a região amostrada pelo receptor está em forma de um cone, exibem o efeito de cone ou anisoplatismo focal. Um atraso de tempo entre a propagação de dois feixes acoplados com o vento que está se movendo, resulta em uma anisoplatismo temporal. E por último, dois feixes que possuem comprimentos de onda diferentes que experimentam diferentes quantidades de aberrações de turbulência induzida representam um exemplo de anisoplatismo cromático.

2.1.4.2 Estrelas artificiais

Algumas estrelas guias naturais caem foram do ângulo isoplanático do objeto. Para objetos no infravermelho, o ângulo isoplanático é maior e o sistema é menos restrito. Assim, para uma observação melhor, alguns estudos, [e.g. Foy e Labeyrie (1985), Thompson e Gardner (1989)], investigaram o uso de técnicas de estrelas artificiais para a amostra de atmosfera. A técnica emprega lasers que estimulam uma porção da atmosfera superior para criar um estrela guia artificial para a amostra de turbulência da atmosfera.

Existem dois tipos de sistema de *laser guide star*, conhecidas *guide star* Rayleigh e Sódio. O espalhamento de Rayleigh pode criar *guide star* na estratosfera e ao redor do 20 km de altitude. Acima de 20 km, a atmosfera é muito fina para providenciar um espalhamento para produzir uma *guide star* brilhante. Happer et al. (1994) sugeriram energizar os átomos de sódio que estão presentes naturalmente na mesosfera, uma altitude acima de 20 km de altitude. As *guide star* Rayleigh são muito mais simples e custam menos do que a sódio, mas não proporcionam uma boa referência de frente de onda.

As *laser guide stars* em sistema de óptica adaptativa estão sendo bastante usadas e mostram-se bastante útil para os estudos atuais.

2.1.4.3 Sistema da óptica adaptativa

A primeira proposição da óptica adaptativa foi feita pelo astrônomo Horace Babcock em 1953, mas somente na década de 70 que iniciou-se o desenvolvimento da técnica.

A figura 2.5 diagramiza esquematicamente para ilustrar as componentes essenciais do sistema de óptica adaptativa . A luz advinda da imagem de um objeto e de

uma fonte de referência à uma separação angular menor que o ângulo isoplanático θ_0 é colimado por um espelho ou uma lente. O colimador forma uma imagem de pupila de entrada no espelho deformável DM e um segundo sistema óptico segue um espelho com somente correções *tip-tilt* (TTM), o espelho deformável não faz parte da sucessão óptica.

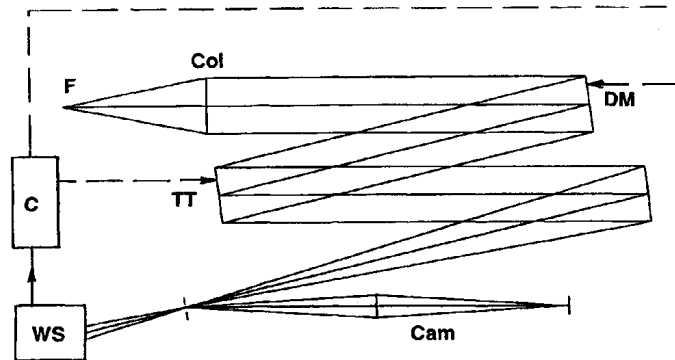


Figura 2.5 - Esquema de um sistema de óptica adaptativa. Legenda: "F" é o foco do telescópio; "Col" é o colimador; DM, espelho deformável; "TT" é o espelho Tip-tilt; "Cam" é a camera; "WS" é o sensor de frente de onda; "C" é o computador. Figura retirada de Schroeder (2000)

A luz do objeto é mandada para a camera de re-imagiamento ou a um espectrômetro, enquanto que a luz de referência é mandada para o sensor de frente de onda (WFS). Toda a óptica no feixe de referência é configurado para re-imagiar a pupila no WFS. O computador de processos de sinais da WFS é realimentado ao DM e TTM para compensar o erro de fase no feixe no sensor. Então o feixe alvo é refletido para dois espelhos que devem ser ajustados de modo a corrigir a turbulência atmosférica detectada.

O número dos elementos de sensores precisa provar corretamente as distorções do feixe que está entrando e arquivar a performance da difração limitada próxima ($[\sim D/r_0]^2$) e a taxa da qual a amostra é regida por τ , equação 2.12. A amostragem a tempos de intervalos maiores que τ resulta em correção degradativa. Outra consideração importante inclui o número de fótons detectados dentro do tempo da amostragem e do sinal ruído desta amostra.

2.1.4.4 Espelhos adaptativos

Um espelho deformável é, geralmente, um ou dois tipos, um espelho segmentado ou um espelho com uma faceplate contínua. Cada espelho em um espelho de segmento é ajustado separadamente em *tip-tilt* e pistão (na direção do eixo). Os ajustes de *tip-tilt* são controlados pelo um sensor de frente de onda, mas os ajustes de eixo devem ser controlados separadamente para garantir a continuidade aproximada de todas as superfícies. O número desejado de espelhos é $(\sim D/r_0)^2$, cada um com seu próprio conjunto de atuadores.

Os espelhos contínuos são usualmente dirigidos por atuadores bidirecionais usando material elétricos, com menos atuadores necessários porque a continuidade é assegurada automaticamente. Este tipo de espelho também evita os problemas da perda de luz e difração causada pelas lacunas entre os elementos de um espelho segmentado. Espelhos contínuos são usualmente a escolha para o sistema de ótica adaptativa para fontes de baixo brilho.

2.1.4.5 Sensores de frente de onda

Um sensor muito usado é o Hartmann-Shack mostrado de forma esquemática pela figura 2.6.

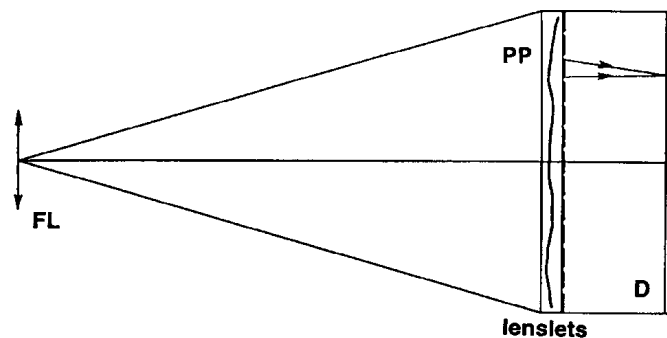


Figura 2.6 - Um esquema da seção de choque do sensor de frente de onda do Hartmann-Shack . Legenda: "FL"lentes de campo; "PP"plano da pupila; "D", detector. Figura retirada de Schroeder (2000)

Uma imagem de uma pupila de telescópio é localizada em um arranjo de lenticula, cada uma das quais reimagea uma porção da frente de onda incidente em um arranjo de detector. Para um sistema completamente adaptativo o tamanho de cada arranjo de lenticula é aproximadamente r_0 . A imagem de cada um desses arranjos é deslocada

se a parte do reimageamento de frente de onda é inclinada, com a magnitude que o desvio ao detector ao ângulo inclinado e a direção do desvio dado o azimute deste ângulo.

A composição desses números dão a informação necessária para encontrar a inclinação total da frente de onda inteira no azimute e no ângulo, enquanto os desvios separados dão uma informação similar a cada porção do comprimento de onda. O primeiro é alimentado ao espelho *tip-tilt* e o último ao espelho derformável, isto para um sistema adaptativo completo.

As vantagens de um sensor deste tipo inclui simplicidade, compacidade e sensibilidade sobre um amplo alcance de comprimento de onda com a luz próxima ao objeto de referência enviada ao detector. Um CCD array com baixo sinal ruído e alta eficiência quântica é o detector de escolha para comprimentos de onda no visível e no infravermelho próximo.

Neste capítulo descrevemos os pontos principais da teoria da óptica adaptativa, necessário para o entendimento das observações feitas com o instrumento NIFS que utiliza desse sistema. Com base nesta teoria, pode-se agora descrever o instrumento utilizado como também falar sobre a sua *Point Spread Function*, que serão descritas nas próximas seções.

2.2 Instrumento

O *Near-Infrared Integral Field Spectrometer* é um instrumento do telescópio de 8m, Gemini Norte. O NIFS é um espectrógrafo de campo integral (IFU sigla inglês) no infravermelho próximo, nas bandas Z, J, H e K (0.94 a $2.40\mu\text{m}$). Ele possui um campo de visão de $3'' \times 3''$, uma escala de placa de imagem de $0.103''$ por pixel na horizontal e $0.04''$ por pixel na vertical e uma resolução espacial de $0.1''$. O espectrógrafo utiliza o 29 detectores HAWAII-2RG HgCdTe com um tamanho de 2048×2048 pixels.

O NIFS pode ser utilizado com o sistema de óptica adaptativa *ALTitude conjugate Adaptive optics for the infraRed* (ALTAIR). ALTAIR é um sistema que pode ser usado com *natural guide star* (NGS) ou *laser guide star* (LGS). Os dados utilizados neste trabalho foram retirados através do sistema Altair LGS, o qual consiste de um laser com um feixe de aproximadamente 10 Watts a 589nm apontado para o céu a fim de excitar os átomos de sódio a uma atitude de 90 km da atmosfera, os átomos reemitem radiação como uma fonte no qual o Altair pode medir a deformação da atmosfera e então efetuar as correções de alta ordem na imagem. A melhoria da PSF

com LGS ainda depende da existência de uma NGS perto. A estrela é necessária para corrigir as variações dos ângulos devido a turbulência atmosférica, usualmente chamado de correção *tip-tilt*.

2.3 Point Spread Function

Esta seção é de interesse para o trabalho, pois assim podemos estudar com maior afincos a resolução espacial dos dados. Isso é de suma importância, pois para saber se a linha larga vem de um núcleo resolvido ou não resolvido, e isso dependerá das análises feitas da PSF do instrumentos e das observações.

2.3.1 Definição da PSF

A *Point Spread Function* (PSF) descreve a distribuição bi-dimensional da luz no plano focal do telescópio, para uma fonte pontual astronômica. Atualmente, existem muitos esforços para reduzir o tamanho da PSF em grandes telescópios. Uma boa avaliação da PSF é especialmente crítica para telescópios que se espera uma performance próxima ao limite de difração. Isso inclui telescópios espaciais e grandes telescópios terrestres que são equipados com sistemas de óptica "adaptativa" ou "ativa", estes podem reduzir os efeitos da turbulência atmosférica na PSF.

A PSF para um sistema óptico perfeito (baseado em elementos circulares) é um Padrão de Airy. O Padrão de Airy é derivado da teoria de difração de Fraunhofer, como está demonstrado na figura 2.7. O Padrão de Airy, utilizado em telescópios refletores, é dado pela seguinte expressão:

$$I(u) = \frac{1}{1 - \epsilon^2} \left(\frac{2J_1(u)}{u} - \epsilon^2 \frac{2J_1(\epsilon u)}{\epsilon u} \right)' \quad (2.18)$$

onde $I(u)$ é o brilho superficial no plano focal, J_1 é a função de Bessel, ϵ é a relação de abertura do obscurecimento anular e u é uma distância sem dimensões do eixo óptico no plano focal, e é relacionado ao ângulo θ e o diâmetro D da primeira abertura, $u = (\pi/\lambda) D\theta$.

A figura 2.8 mostra um exemplo de três perfis de distribuição de intensidade em uma imagem estelar, também denominada PSF. O perfil "a", é para uma imagem não compensada e normalmente é referida para o perfil de disco de turbulência (*seeing*). O perfil "c", é referido, normalmente, como o disco de Airy, ele é o perfil teórico em uma imagem limitada por difração e pode ser obtida com óptica perfeita e sem

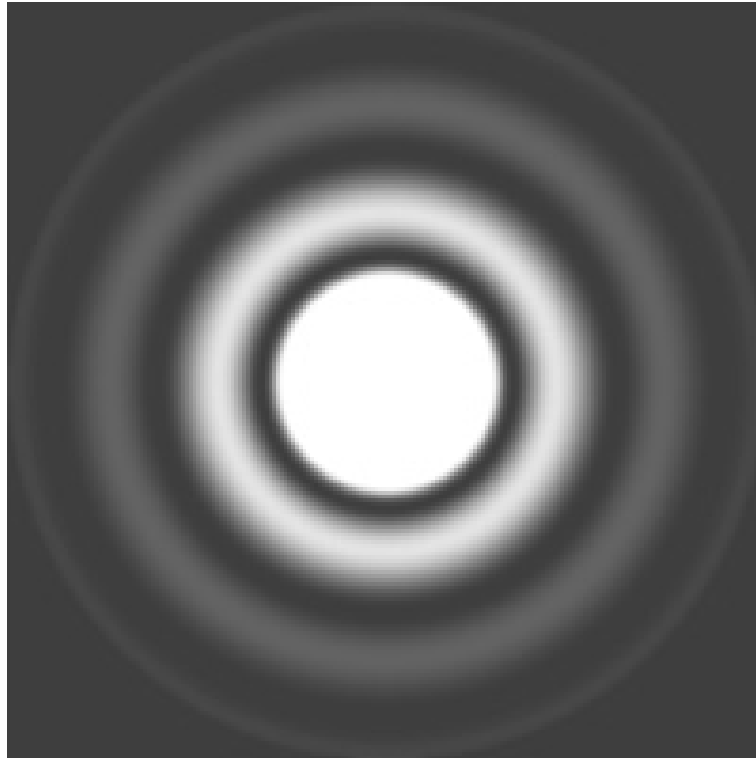


Figura 2.7 - Representação dos discos de Airy. Mostra como seria a PSF pura, sem nenhuma distorção atmosférica ou instrumental.

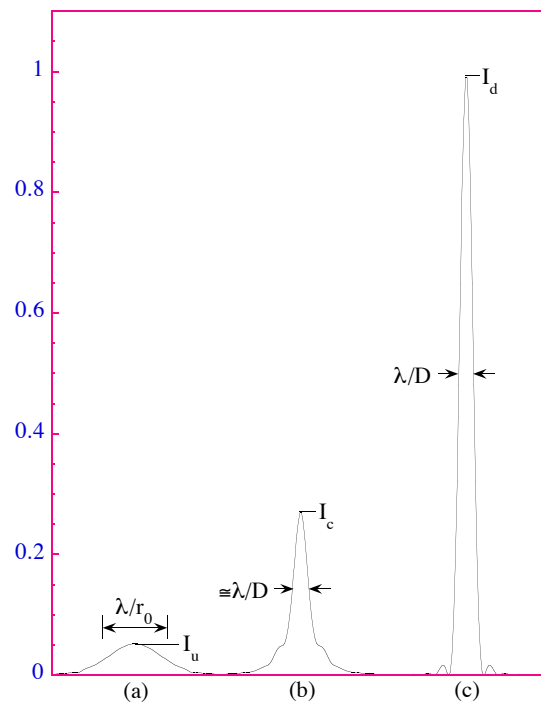


Figura 2.8 - Perfis de intensidade para três fontes pontuais. a) não compensada. b) compensada. c) limitada pela difração. Para a clareza da figura foram feitos os gráficos apenas dos resultados para compensação de movimento da imagem sob ótimas condições de *seeing*. Figura retirada de [Murdin \(2001\)](#)

atmosfera. Por último, o perfil “b”, é para uma imagem parcialmente compensada obtida com o sistema de óptica adaptativa.

O FWHM de um perfil de disco de Airy é muito perto de λ/D , em radianos, sendo D o diâmetro do telescópio. O perfil de disco de turbulência é perto de λ/r_0 , sendo r_0 o parâmetro de Fried (Davied Fried 1966). A figura 2.8 mostra que uma PSF da imagem compensada é parecida com o disco de Airy. Isso ocorre porque a PSF compensada consiste de um núcleo estreito e com um halo largo, ele é ligeiramente mais estreito que o disco de turbulência. Esse halo é devido a difração da luz por uma escala pequena de distorção de frente de onda na qual não está compensada pelo sistema de óptica adaptativa.

Um critério de qualidade é a FWHM para uma imagem compensada na AO, entretanto esse critério é muito pobre. Um critério melhor é a razão de Strehl, podemos considerá-la como a razão entre a intensidade máxima da PSF compensada e a PSF limitada em difração I_c/I_d , obtida no mesmo telescópio. Visualmente, uma imagem aparece bastante acentuada se a razão de Strehl for maior que 0.3 e aparecerá borrada se a razão for menor que esse valor (< 0.3).

Sempre haverá situações nas quais é necessária saber a PSF em grande detalhes, como por exemplo à procura de exoplanetas onde se está tentando detectar objetos fracos e pequenos perto de uma fonte brilhante. Nestes casos, é crucial distinguir o objeto e a estrutura que pertence a PSF. Em outros casos, não é necessário saber detalhadamente. Particularmente, para extragaláctica, onde a correção AO é medíocre, uma simples combinação de duas funções são suficientes. Por exemplo, a PSF pode ser representado por uma soma de uma Gaussiana estreita, na qual representa o centro da PSF, e uma função Moffat que representa as asas do halo. Maiores detalhes não são necessários, porque a acurácia é limitada pelo modelo, em contraste com as estruturas intrínsecas em galáxias, é usualmente simples, e normalmente simétrico.

2.3.1.1 PSF do NIFS

A PSF obtida com o NIFS do telescópio Gemini, utilizando o método LGS ainda depende da existência de uma NGS perto, mesmo com os últimos aprimoramentos do ALTAIR. Essa estrela é necessária para corrigir as variações de ângulo devido a turbulência da atmosfera (correções *tip-tilt*) e para medir o foco absoluto do telescópio. A primeira correção é usada porque há cancelamento dos feixes da LGS devido a deflexão dos mesmos quando estes viajam através da atmosfera, enquanto o feixe do objeto acima da atmosfera é defletido uma única vez, deixando uma baixa ordem

de *tip-tilt*, perturbação não detectada pela sistema de AO e LGS. A segunda correção é consequência da distância finita (que varia devagar) entre o telescópio e a camada de sódio, o que previne o uso da guia LGS para determinado foco do telescópio ao infinito. Tanto o *tip-tilt* e mudança de foco pode ser corrigidos com uma NGS (as vezes chamada de estrela *tip-tilt*), o que em geral, pode estar muito mais longe que uma observação pura de AO NGS ((Krajinović et al., 2009)).

Para uma dada taxa de fluxo da fonte guia, tipicamente a observação AO LGS possui menores razões de Strehl que a AO NGS, devido ao efeito de um tamanho finito da guia LGS na atmosfera, ou seja o efeito de cone e a sensação de aumento ao atual *seeing*. Para uma fonte brilhante *on-axis*, a razão de Strehl prevista pode ser tanto quanto 20 por cento menos com um sistema de LGS do que com NGS (Le Louarn et al., 1998). Não obstante, eles dramaticamente estenderam a cobertura do céu útil, consentindo a melhoria das observações de AO de alvos para qual uma estrela brilhante NGS é indisponível (Stuik et al., 2004). Aumentando a acessibilidade da distância *off-axis* somente degrada a PSF e o uso de estrelas fracas tornam-se problemáticas devido ao plano de fundo da galáxia estendida a essas magnitudes. Isso torna uma limitação séria na qual pode ser arquivada neste tópico com uma existência de uma única fonte guia, com simples conjugação de sistema AO em grandes telescópios.

Davies (2008) sugeriu algumas formas para se tentar inferir a forma da PSF. Aqui mostraremos o que ele sugeriu e que vários autores utilizaram para determinar a PSF de instrumentos com óptica adaptativa.

a) *Uso de uma estrela isolada como referência*

Este é o caminho recomendado para um observador. Entretanto, por razões práticas (especificamente do tempo necessário de mover o telescópio e observar uma estrela separada) não é fácil.

b) *Extrapolação à partir de estrelas ao redor*

Caso haja uma estrela próxima, poderá ser possível medir a PSF. Mas será necessário levar em conta o anisoplanatismo. Muitos métodos tem sido desenvolvido em estimar a PSF *off-axis* e, em princípio, isto pode ser revertido em derivar uma PSF *off-axis* de estrelas *on-axis*.

c) *Extração à partir da ciência*

A linha larga da AGN está em apenas alguns dias-luz e sempre é não resolvido em telescópios de 8 metros. Adicionalmente, o contínuo não estelar do

infravermelho próximo associado com a AGN está apenas 1-2 pc e então não resolvido, pelo menos a 20 Mpc de distância. A distribuição espacial dessas duas quantidades pode ser extraída usando a informação espectral disponível em um cubo de dados próximos.

d) *Derivação por comparação de outros dados com resolução altíssima*

Se o objeto de observação tiver outro dado com um instrumento de maior resolução no mesmo comprimento de onda, pode-se derivar a PSF por referência deste outro dado.

2.4 Tomografia PCA

Tomografia PCA (Principal Component Analysis) é um método para analisar o cubo de dados de uma forma dimensionalmente reduzida, o que facilita a extração de informações eficientemente de um grande conjunto de dados. PCA é um procedimento matemático que utiliza uma transformação ortogonal para converter um sistema de variáveis correlacionadas em um sistema de coordenadas descorrelacionadas, chamadas de componentes principais. Essa transformação é definida de forma que a primeira componente possui a maior variância possível, enquanto que as seguintes possuirão uma variância menor, de uma forma decrescente. Se os dados forem normalmente distribuídos, as componentes principais serão linearmente independentes. No caso da tomografia PCA, as novas coordenadas são chamadas de autovetores, enquanto a projeção dos dados nessas coordenadas descorrelacionadas produzem imagens chamadas de tomogramas.

A maioria das aplicações da PCA na astronomia são relacionadas a procurar autovetores através de uma população de objetos. No nosso caso, nós queremos aplicar a técnica para um único cubo de dados no qual o objeto são pixels de um campo individual, contendo uma galáxia. Em tomografias tradicionais, normalmente obtém-se imagens que representam partes em um espaço tridimensional ou espaço de velocidades. Na tomografia PCA, obtém-se imagens que representam partes de dados no espaço de autovetores.

Nosso objetivo é analisar os cubos de dados que possuem duas dimensões espaciais e uma dimensão espectral. Cada pixel desse cubo tridimensional possui uma intensidade $(I_{ij\lambda})_O$, onde i e j são definidos como pixels espaciais e λ o pixel espectral. Nós assumimos que o cubo de dados possui $n = \mu * v$ pixels espaciais e m pixels espectrais. Então a intensidade média de todos os pixels espaciais para um dado λ é

$$Q_\lambda = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^{\mu} \sum_{j=1}^v (I_{ij\mu})_O \quad (2.19)$$

Assim, a intensidade ajustada a média é

$$I_{ij\mu} = (I_{ij\mu})_O - Q_\lambda \quad (2.20)$$

A diagonal média de elementos corresponde a variâncias de cada variável isolada, enquanto os outros elementos correspondem a covariância entre duas propriedades distintas. A matrix covariante $m \times m$ possui m autovetores, E_k , cada uma associada com um autovalor Λ_k . E_k são as novas coordenadas não correlacionadas e k é a ordem de autovetores que pode variar de 1 a m . Os autovetores são ordenados em valores decrescentes, associados a Λ_k , em que a variância de cada componente, para formar a matrix característica $\mathbf{E}_{\lambda k}$, na qual colunas correspondem a autovetores. Assim, a transformação que corresponde a PCA pode ser representada pela seguinte expressão

$$\mathbf{T}_{\beta k} = \mathbf{I}_{\beta\lambda} \cdot \mathbf{E}_{\lambda k} \quad (2.21)$$

Onde $\mathbf{T}_{\beta k}$ é a matrix contendo o dado no novo sistema de coordenadas.

No caso de cubos de dados da astronomia, é comum possuir imagens de duas dimensões com um espectro associado a cada pixel espacial. Por outro lado $\mathbf{T}_{\beta k}$ representa dados em um novo sistema de coordenadas. Como nossos objetos são pixels espaciais, a suas projeções em um determinado autovetor pode se representado como uma imagem espacial. Cada coluna de $\mathbf{T}_{\beta k}$ pode ser transformado em uma imagem de duas dimensões, T_{ijk} , usando a seguinte equação:

$$\beta = \mu(i - 1) + j \quad (2.22)$$

Nós iremos referir essas imagens, T_{ijk} como tomogramas, pois elas representam as partes dos dados no espaço dos autovetores.

O que a tomografia PCA basicamente faz é extrair informações escondidas por transformações de coordenadas. Cada componente, carrega informações combinadas dos dados originais. A combinação dos autovetores e tomogramas nos permite interpre-

tações de fenômenos físicos que normalmente, não é possível observar diretamente nas imagens e nos espectros. No nosso caso, aplicamos a tomografia PCA, assim como descrito em [Steiner et al. \(2009\)](#). Usamos os programas que este mesmo autor fornece.

2.5 Amostra

A amostra deste trabalho consiste em duas galáxias a SDSS J104755.92+073951.1 (pelo nome ser muito extenso, chamaremos ela somente por J1047) e a MRK 996. Os dados básicos dessas galáxias se encontram na tabela 2.1.

Tabela 2.1 - Dados básicos das galáxias J1047 e MRK996

	J1047	MRK996
R.A(J2000)	10 47 55.9	01 27 35.5
Decl. (J2000)	+07 39 51	-06 19 36
z	0.16828	0.0054
C(H β)	0.40	0.53
Distância (Mpc)	695.3	21.7
Velocidade Heliocêntrica (km/s)	50755	1622
Magnitude Absoluta	-19,10 (Banda g)	-17,22 (banda R _c)

2.6 Observações

As observações das duas galáxias ocorreram em anos diferentes. A primeira foi a J1047, os dados foram obtidos em três noites de 2011 (22/02, 18/03, 25/05) A galáxia MRK996 foi observada somente em uma noite (01/03/2013). Todas as observações foram feitas na banda K, ou seja um intervalo de comprimento de onda de 1.99 a 2.40 μ m. Foi utilizado o filtro H+K e uma resolução espectral de R 5000. A observação feita, para as duas galáxias, foi a típica do NIFS:

- Foi feita uma observação de uma estrela NGS anterior a ciência, com exposição de 20s. A exposição é feita de forma intercalada com o céu, na seguinte sequência ABAABA, de tal forma que A é a estrela e céu é B.
- Observação da ciência com a LGS de exposição de 600s. A exposição é feita de forma intercalada na sequência ABAABA. Expôs o Arc de Xe e Ar em 30s.
- Observação de estrela telúrica após a observação da ciência, da mesma

forma que a telúrica anterior.

- Calibrações básicas: Flats-Lamps (com e sem Darks), *ronchi mask flats* (com e sem darks) de 5s de exposição e darks para os Arcs de 30s de exposição. E por último darks da ciência de 600s de exposição.

2.7 Redução

Os dados foram reduzidos utilizando as rotinas de redução providenciada pelo GEMINI e incorporada no pacote do IRAF. Tanto no pacote do GEMINI como na web existem textos de exemplo para a redução, no total existem três rotinas para seguir em ordem. A primeira está relacionada a calibração da lâmpada, a segunda a redução dos dados da estrela e por último está relacionada a redução de dados da ciência.

2.7.1 Calibração

A primeira parte da preparação dos dados calibra o espectrógrafo em relação ao comprimento de onda da lâmpada que já possui um espectro já conhecido. Nessa primeira parte há três calibrações básicas: o *flat-field*, o *ronchi mask* e o arc. Cada um deles está relacionado a *dark frames*.

As imagens do *flat-field* são obtidas apontando o telescópio para uma superfície lisa uniformemente iluminada. Essas imagens corrigem o detetor em relação a sensibilidade pixel a pixel e iluminação, assim situa o espectro em relação ao detetor. A sensibilidade do detetor possui uma variabilidade de 10% de pixel-a-pixel, além disso ele pode ter elementos no seu caminho óptico que fazem com que o detetor não seja uniformemente iluminado. As imagens do *dark do flat-field* são usadas para criar uma máscara de *bad pixels*. Estes são pixels que apresentam respostas incoerentes ou até mesmo nenhuma resposta. Esses pixels defeituosos devem ser causados por não haver fabricação perfeita de detetor. A máscara de *bad pixel* é uma imagem que contém a localização dos pixels defeituosos do detetor, então ela é usada para definir as posições onde deve haver interpolação na imagem de *flat-field* para obter uma imagem com menor quantidade de defeitos.

O arc é o espectro da lâmpada de calibração. As imagens da lâmpada são utilizadas para calibração de comprimento de onda. A posição das linhas de lâmpada identifica a função de dispersão para cada abertura de luz do campo.

Para finalizar a calibração, é necessário corrigir as distorções ao longo das fendas e

entre elas. Isto é feito usando uma máscara como referência, a *ronchi mask*. Ela é calibrada em comprimento de onda, mas diferentemente do arc ela corrige distorções espaciais na imagem.

2.7.2 Correção da estrela telúrica

O ponto principal da calibração pela estrela telúrica é estimar a absorção atmosférica durante a observação, sendo assim possível distinguir quais linhas de absorção advém da atmosfera terrestre e quais são intrínsecas ao objeto a ser estudado.

A redução foi feita seguindo os seguintes passos:

- Foram feitas duas listas, uma que contém as imagens do objeto e outra as imagens do céu (imagens que não contém a estrela) do campo.
- Preparou-se os dados do céu e da estrela, usando a rotina *nfpprepare*.
- Subtraiu-se as imagens de céu com cada quadro do objeto, usando a rotina *gemarith*.
- Foi usada a rotina *nsreduce* para reduzir o *flat-field* dos dados.
- Para substituir os *bad pixels* usou-se a rotina *nffixbad*.
- A rotina *nsfitcoords* foi usada para obter um espectro 2D e uma transformação espacial para cada fenda.
- E por último transformou as imagens de fendas em coordenadas físicas lineares usando o *nstransform*.

2.7.3 Ciência

A última redução, da qual se trata os dados da ciência, é feita seguindo os mesmo passos que para a telúrica, exceto por haver alguns a mais. Depois do uso da rotina *nstransform*, é necessário corrigir os dados para as absorções da estrela telúrica, assim utiliza-se a rotina *nftelluric*. Nessa rotina é necessário usar o espectro da telúrica que foi o resultado do último passo da segunda redução. Após isso, é possível, utilizando a rotina *nifcube*, combina-se todas as imagens da ciência em um só cubo de dados, esse cubo é o que será usado para extrair informações necessário ao estudo. A combinação do cubo foi feito de duas formas diferentes, a primeira utilizou-se o IDL e a segunda o IRAF. Em nossas análises preferimos utilizar o cubo combinado

pelo IRAF, por este estar mais limpo de céu. A combinação do IRAF consistia em primeiro lugar, posicionar o centro de todos os cubos na mesma posição, usando o *imshift* e o *imcentroid*, respectivamente. Em seguida, fizemos a limpeza dos buracos dos cubos utilizando o *imstat* e por fim combinou todos os cubos com o *imcombine*.

3 Resultados e Análise

Neste capítulo estudaremos a cinemática das duas galáxias J1047 e MRK996. Inicialmente, faremos uma breve descrição sobre cada galáxia. Após isso, estudaremos a resolução espacial do instrumento em cada observação feita. As seções seguintes serão focadas nas análises individuais de cada galáxia.

3.1 Propriedades individuais de nossa amostra

3.1.1 Galáxia J1047

A galáxia SDSS J1047, foi estudada pela primeira vez em Izotov et al. (2007). Neste artigo Izotov et al. (2007) fez uma amostra de galáxias com linhas de emissão proeminentes e extremamente pobres em metais, utilizando dados do SDSS data release 5. Nessa amostra de galáxias, ele encontrou quatro galáxias com espectros muito atípicos. Os espectros dessas galáxias se assemelham as galáxias com metalicidades de baixa à moderada com regiões HII de alta excitação. Entretanto, elas possuem características não muito convencionais, como por exemplo, o Full Width at Zero Intensity em $H\alpha$ varia de 102 a 158 Å, como também as suas luminosidades da componente $H\alpha$ são extremamente altas ($3 \times 10^{41} - 2 \times 10^{42} \text{ ergs/s}$), e as linhas de Balmer mostram um decremento alto, o que sugere uma excitação colisional e que a emissão da linha larga vem de um gás muito denso. Nesse mesmo trabalho, Izotov et al. (2007) consideraram vários mecanismos para a ocorrência dessas características:

- estrelas Wolf-Rayet;
- Ventos estelares de Ofp¹ ou de estrelas variáveis azuis luminosas;
- Remanescentes de Supernovas se propagando no meio interestelar;
- Bolhas de Supernovas;
- Choques se propagando nos envelopes de supernovas tipo IIn (SNe IIn) e
- AGNs

Os quatro primeiros motivos não produzem luminosidades tão altas como as encontradas. Assim, para saber se essas características advêm de SNe IIn ou de AGN, torna-se necessário monitorar as características das linhas espectrais nos espectros

¹O termo estrelas Ofp foi introduzido por Nolan Walborn, em 1972, para categorizar estrelas que possui um espectro um pouco diferente das estrelas supergigantes do tipo Of.

das galáxias em uma escala de tempo relativamente alta, ou seja se o fluxo das galáxias variavam ou não em relação ao tempo. Izotov e Thuan (2008), compararam os dados do SDSS 5 com dados mais recentes do telescópio Apache Point Observatory (APO). Nessa comparação, Izotov e Thuan (2008) notaram que os fluxos não variaram com o tempo. Se os fluxos mudassem com o tempo, a explicação para a ocorrência da variação do fluxo seria emissão de SNe II_n. O último caso a ser levado em conta, foi que, essa linha larga adivinha de AGNs. Infelizmente, o espectro das quatro galáxias não apresentavam nenhuma evidência clara de uma fonte intensa de radiação não térmica, tais como [NeV] λ 3426, [OII] λ 3727 [HeII] λ 4686, [OI] λ 6300 [NII] λ 6583 e [SII] λ 6717,6731, que, quando intensas, são linhas usualmente encontradas em AGNs. Nos espectros dessas galáxias elas são muito fracas ou não aparecem. Entretanto, exceto a emissão de He II, a fraqueza aparente de tais linhas de emissão pode ser explicado pela baixa metalicidade das galáxias. Assim, essas quatro galáxias foram consideradas por Izotov e Thuan (2008) como candidatas a AGNs de baixa metalicidade.

Nesse trabalho, estudaremos uma das quatro galáxias estudadas por Izotov e Thuan (2008), a galáxia J1047. Como as galáxias tendem a ter uma alta quantidade de poeira e gás molecular, as razões de linhas medidas nesses objetos serão afetados pela extinção de poeira. Por isso, torna-se importante observar a galáxia J1047 no intervalo espectral do infravermelho próximo, a fim de minimizar os efeitos de poeira e gás molecular e poder assim, verificar os resultados no óptico. Dessa forma, obtivemos o espectro no infravermelho (na banda K) da galáxia J1047 e como neste intervalo a linha Paschen- α ($\lambda 1,875\mu m$) é a mais intensa (devido ao redshift da galáxia, $z \pm 0,168$), podemos verificar, através do estudo da cinemática da Paschen- α , a origem da linha larga. A banda K é escolhida por ser a mais vermelha e onde a extinção de poeira é menor no infravermelho próximo, como também a resolução espacial é otimizada (devida a correção de AO). Essa escolha deve-se ao fato de que nosso trabalho foca-se no estudo da cinemática e não em um estudo completo sobre as condições físicas da galáxia, o que exigiria mais tempo de telescópio.

3.1.2 MRK996

A galáxia MRK996 é uma galáxia incomum. Ela possui uma densidade eletrônica nuclear muito grande, em torno de $10^6 cm^{-3}$ que difere muito das regiões HII normais que possuem um valor aproximado de $100 cm^{-3}$. Thuan et al. (1996) (TIL96) apresentaram um estudo abrangente de MRK 996, usando o *Hubble Space Telescope* (HST) por análise *Faint Object Spectroscopy* (FOS) no espectro em ultravioleta (UV)

e óptico, como também na imagem em *Wide-Field Planetary Camera 2* (WFPC2) e nas bandas V e I. A imagem do HST na banda V, como visto na figura 3.1, mostra que a região que contém a maior parte de formação estelar é uma região central circular, compacta e extremamente brilhante de raio de 340 pc.

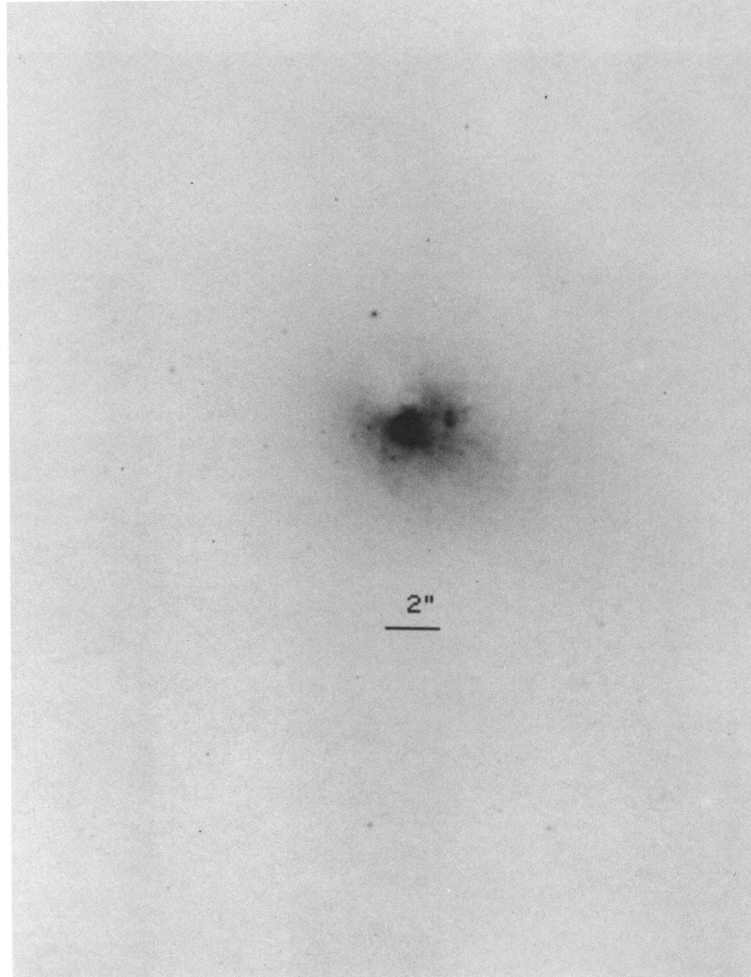


Figura 3.1 - Imagem de MRK996 do HST do trabalho de Thuan et al. (1996). O contraste na imagem enfatiza a extensão da região nuclear.

Os espectros óptico e Ultra-Violeta da região de formação estelar, obtido pelo FOS, mostraram características marcantes, sugestivas de condições físicas muito incomuns, ao comparar com outras galáxias anãs com linhas de emissão (TIL96). Na faixa UV, as linhas [NIII] $\lambda 1750$ e [CIII] $\lambda 1909$ são particularmente intensas, enquanto a linha [OIII] $\lambda 1663$ é fraca. A linha [NIII] $\lambda 1750$ possui uma componente mais larga (FWHM $\sim 900\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$) que outras linhas do espectro UV. Enquanto que no espectro óptico, a linha de HeI é particularmente intensa. Linhas de emissão de íons de baixa ionização

possuem larguras menores que daquelas de estágios de ionização mais altas (todas as linhas de hélio, o Ne^{2+} e linhas O^{2+}) que também possuem larguras de $\sim 900 \text{km}\cdot\text{s}^{-1}$. A fim de explicar a intensidade das linhas observadas [Thuan et al. \(1996\)](#) aplicaram um modelo de região HII de densidade de duas zonas, com um núcleo interno de densidade de $\sim 10^6(\text{cm})^{-3}$ e uma zona exterior com uma densidade de $450(\text{cm})^{-3}$. No contexto deste modelo, a abundância do oxigênio da MRK996 é $12+\log \text{O}/\text{H} = 8.0$. Mas se adotarmos $12 + \log \text{O}/\text{H} = 8.7$ ([Asplund et al., 2009](#)) para o Sol, então MRK 996 possui uma fração de elemento pesado de 0.2 solar. [Thuan et al. \(1996\)](#) sugeriram que este gradiente de densidade grande é causado por uma descarga de massa impulsionada por uma enorme quantidade de estrelas Wolf-Rayet (WR) que estão presentes na galáxia.

O estudo de TIL96 mostra que MRK996 possui propriedades físicas espacialmente variadas. A fim de compreender este sistema, [James et al. \(2009\)](#) fizeram um estudo com o *Visible Multi-Object Spectrograph* (VIMOS) do *Very Large Telescope* VLT *integral field unit*. Esses autores encontraram que a maioria das linhas de emissão de MRK 996 mostra duas componentes: uma Gaussiana central e estreita com o FWHM $\sim 110 \text{km}\cdot\text{s}^{-1}$ superposto por uma componente larga de FWHM $\sim 400 \text{km}\cdot\text{s}^{-1}$. As linhas $[\text{OIII}] \lambda 4363$ e $[\text{NII}] \lambda 5755$ mostra uma única componente larga e são detectadas somente na região central. A região que contém a linha larga mostra razões de N/H e N/O enriquecidas por um fator de ~ 20 , enquanto as abundâncias de outros elementos são normais.

Para complementar o estudo feito em 1996 (TIL96), [Thuan et al. \(2008\)](#) usaram o satélite *Spitzer* para obter imagens através do IRAC, fotometria pelo MIPS e espectro de alta e baixa resolução com o IRS. A morfologia da MRK 996 muda com o comprimento de onda, mostrando emissão fotoesférica estelar estendida na linha $4.5\mu\text{m}$, emissão de hidrocarboneto policíclico aromático (PAH) em $8.0\mu\text{m}$ e uma emissão de poeira estendida fria em $160\mu\text{m}$. O espectro IRS mostra forte emissão estreita de PAH (com larguras de linhas estreitas e equivalentes larguras que são maiores para a metalicidade de MRK996). Os autores utilizaram o modelo CLOUDY e observaram que tanto para o óptico quanto para o infravermelho, o modelo requer que as emissões de PAH originam-se das duas regiões distintas, uma mais densa ($\sim 10^6 \text{cm}^{-3}$) e outra com uma densidade menor de aproximadamente 300cm^{-3} , que é vista somente no infravermelho.

Devido a presença de duas regiões ionizadas distintas, com diferentes densidades eletrônicas e propriedades cinemáticas, [Telles et al. \(2014\)](#) observaram MRK996 no

Gemini South Telescope utilizando o instrumento *Gemini Multi-object Spectrograph* (GMOS) no modo IFU. Uma das regiões é nuclear de alta ionização com linhas de emissão largas e outra região é circumnuclear de baixa ionização com linhas de emissão estreita. No mesmo trabalho, [Telles et al. \(2014\)](#) realizou a tomografia PCA e analisou que existe um *outflow* da região interna, associada com os ventos estelares de WR. Eles concluíram que as condições físicas e cinemáticas do núcleo de MRK996 aparentam estar relacionada com a presença de populações de estrelas de WR.

Neste trabalho então, faremos um estudo ainda não feito sobre MRK996. O estudo foca-se na cinemática da MRK996 em diferentes regiões do núcleo da galáxia, a fim de observar se a linha larga observado por outros ([James et al., 2009](#); [Telles et al., 2014](#)) advém da região central da galáxia em uma área bem limitada de poucos parsecs. Escolhemos observar a galáxia MRK996 no infravermelho próximo, a fim de minimizar a extinção de poeira. Como também decidimos usar a óptica adaptativa, para que a resolução seja otimizada e possamos observar melhor as diferentes regiões nessa galáxia. Assim, os dados obtidos foram através do NIFS na banda K.

3.2 Determinação da PSF de nossas observações

Uma estimativa robusta da resolução espacial dos dados é importante para determinar em que escala podemos provar a dinâmica interna da galáxia. Primeiro, assumiu-se que PSF do NIFS possui duas partes (como visto no capítulo 2.1.2.1). Uma parte está relacionado ao núcleo que é limitada pela difração representado por uma distribuição Gaussiana e um halo observado limitado pelo *seeing*. Assim a PSF pode ser descrita empiricamente como soma de duas componentes gaussianas: uma componente estreita que descreve o núcleo corrigido da PSF e uma componente larga que pode ser atribuída à emissão estendida do halo. Para o cálculo da razão de Strehl (S), aproximamos, que S é a razão do fluxo total da componente larga pelo fluxo total de toda a PSF.

Nessa seção, possuímos dois objetivos, o primeiro baseia-se em medir a razão de Strehl das observações, pois isso indicará qual o nível de AO para a qualidade de nossos dados. O segundo irá testar a hipótese de que a distribuição de brilho de nossas galáxias é próxima a PSF. Como sabemos que nossas galáxias são muito compactas, nosso teste, ao fazermos essa comparação, é verificar se mesmo em luz integrada, o núcleo da galáxia aparenta ser não resolvida.

3.2.1 PSF das observações de J1047

Neste caso, não existe nenhuma fonte pontual no campo de visão e não há imagens de alta resolução da galáxia J1047. Por isso, a PFS será feita com a estrela padrão HIP 58590 (observada na noite de 22/05/2011). Como no nosso caso, a galáxia é muito compacta, ela pode ser não resolvida. Por isso, faz-se necessário compararmos a PSF da estrela com o perfil de brilho da galáxia.

A fim de compararmos os perfis de brilho da nossa galáxia com a PSF da estrela, calculamos os fluxos da estrela e da galáxia de acordo com a distância do centro, para isso usamos o *ellipse* do IRAF. Para podermos ajustar componentes gaussianas nos dados, espelhamos os valores em torno da posição 1". As figuras 3.2 e 3.3 mostram os resultados obtidos correspondentes a da estrela HIP 58590 e da galáxia J1047, respectivamente. Nessas duas figuras, os topos dos perfis aparentam estar achatados. Isso acontece devido ao espelhamento dos valores.

A figura 3.2 mostra o ajuste feito na PSF da estrela no qual calculamos os valores da FWHM das componentes espaciais larga e estreita que são, respectivamente, 0,36 segundos de arco e 0,13 segundos de arco. Enquanto que o ajuste do perfil de brilho da galáxia, figura 3.3, possui os valores da FWHM correspondentes a 0,43 segundos de arco e 0,14 segundos de arco, para as componentes larga e estreita, respectivamente. Inicialmente, pode perceber que a PSF e o perfil de brilho da galáxia possuem duas componentes gaussianas, com FWHM similares.

A razão de Strehl relaciona a intensidade do feixe aberrado ao não aberrado. Dessa forma, sabemos a quantidade da redução de intensidade devida a aberração. A razão de Strehl dada pelo estudo da estrela é no valor de 19%. A PSF da estrela observada mostra que há uma degradação da qualidade da imagem, devido a correção da óptica adaptativa durante a observação da ciência, pelo o uso do LGS (Laser Guide Star). Entretanto, essa degradação é pequena, principalmente se compararmos com outros trabalhos, como por exemplo [Krajinović et al. \(2009\)](#) que obtiveram uma valor de 33% para a razão de Strehl da estrela. Um resultado parecido com o nosso, foi em [Steinbring \(2011\)](#), onde $S=20\%$.

Uma estimativa robusta da resolução espacial de nossas observações é muito importante para o nosso estudo, em ordem de determinar qual escala nós podemos provar a dinâmica interna da galáxia. Na figura 3.4, nós mostramos a energia acumulada do perfil de brilho por um círculo radialmente. No caso da J1047, 40-50% do fluxo está confinado em uma raio de 0,2 arcsec. A componente larga da PSF parece estar

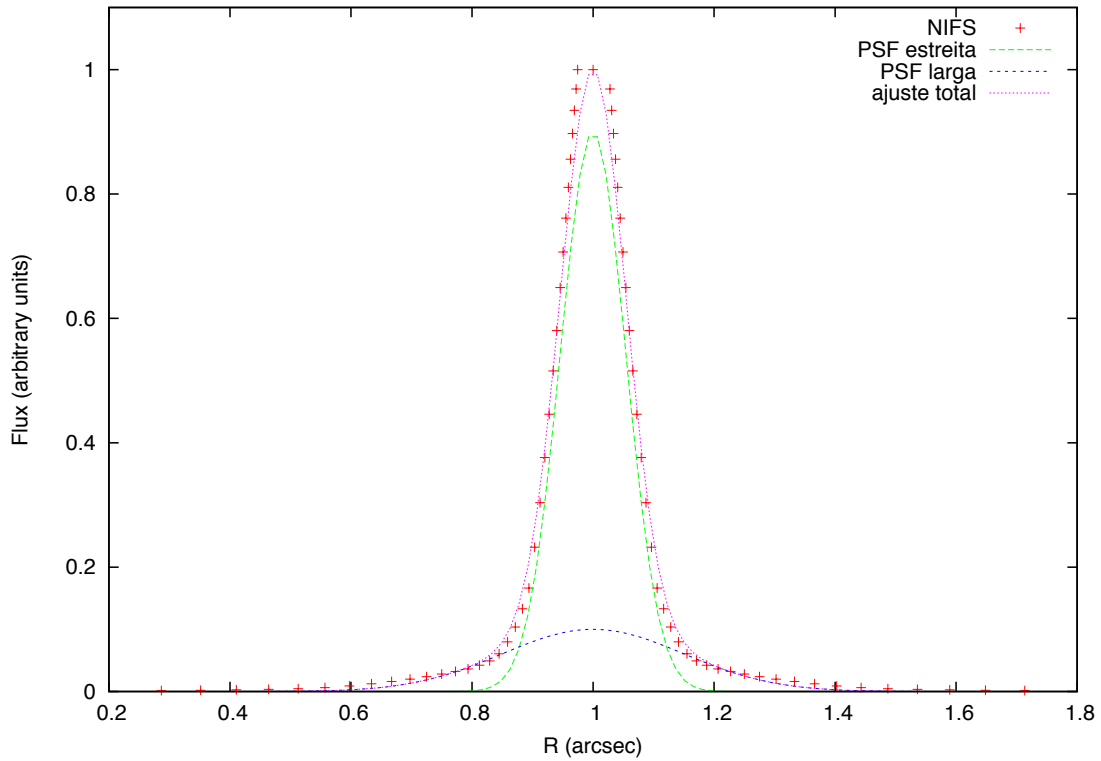


Figura 3.2 - A estabilidade da correção da PSF medida através de imagens reconstruídas da estrela HIP 58590 usada para configurar o sistema LSG AO. A PSF está relacionada ao fluxo da estrela, em unidades arbitrárias, em um determinado raio. A linha tracejada em azul descreve a componente larga da Gaussiana, enquanto a tracejada verde indica a componente estreita da Gaussiana. A soma das duas componentes é representada pela linha pontilhada lilás. Os pontos em vermelho são os dados obtidos pelo instrumento NIFS.

bastante determinada pela declínio do perfil de luz da galáxia, com o perfil mais íngreme da J1047, resultando em uma PSF global mais estreita, sendo que 90% do fluxo da galáxia encontra-se em 0,8 arcsec. Se 1arcsec projetado da galáxia é 3,43 kpc, então 0,2 arcsec, corresponde a 686 pc da galáxia.

3.2.2 PSF das observações de MRK996

No capítulo 2.3.1.1 relata que para dados com dados no AO, uma das formas de estudar a PSF seria pela comparação de dados com altíssima resolução. A MKR possui dados no HSTmas para fazermos uma comparação da PSF do HST com o NIFS é necessário que eles estejam no mesmo comprimento de onda. Entretanto, os dados do HST são dados do óptico e UV, tornando-se assim, a comparação entre dados inválido . Assim, tivemos que fazer o mesmo procedimento que fizemos no caso de J1047, mas agora com a estrela HIP2800. As figuras 3.5 e 3.6 mostram os

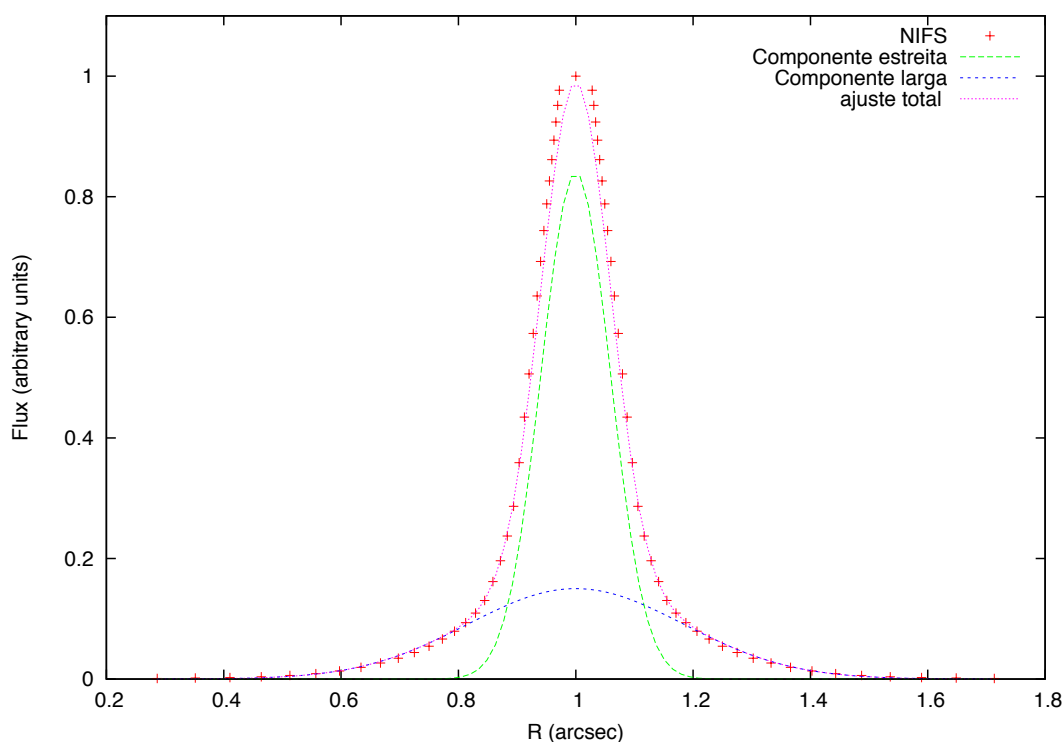


Figura 3.3 - Perfil de brilho da galáxia J1047. O perfil está relacionado em fluxo da galáxia, em unidades arbitrárias, em um determinado raio. A linha tracejada em azul descreve a componente larga da Gaussiana, enquanto a tracejada verde indica a componente estreita da Gaussiana. A soma das duas componentes é representada pela linha pontilhada lilás. Os pontos em vermelho são os dados obtidos pelo instrumento NIFS.

resultados obtidos correspondentes a da estrela HIP 2800 e da galáxia MRK996, respectivamente.

A figura 3.5 mostra o ajuste de duas gaussianas na PSF da estrela HIP2800. O FWHM da componente estreita possui o valor de 0,30 segundos de arco e a componente larga de 1,13 segundos de arco. Enquanto para a galáxia MRK996 a componente estreita possui o valor de 0,34 segundos de arco e a componente larga de 1,1 segundos de arco. As componentes da estrela possuem FWHM maiores do que o esperado, principalmente se compararmos com a FWHM do perfil de brilho da MRK996, pois elas tem um valor muito parecido. Isso talvez seja causado pela variação do *seeing* durante a observação da estrela HIP2800.

A relação de Strehl para a estrela HIP 2800 possui um valor de 28 %, é um valor um pouco mais alto do que o encontrado na J1047, mas ainda é considerado bom.

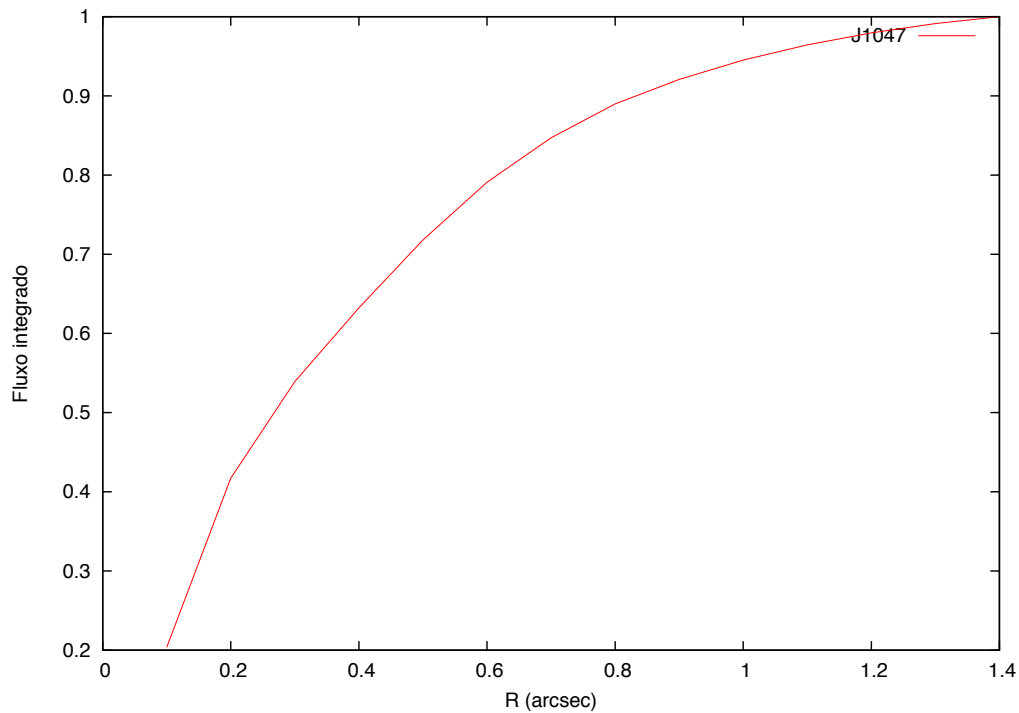


Figura 3.4 - Fluxo integrado da galáxia J1047 em um determinado tamanho de arcos segundos.

Para o cálculo da resolução espacial, utilizamos como referência a figura 3.7. No caso de MRK996, 40-50% do fluxo integrado se encontra em um raio de 0,4 segundos de arco. Como um 1 arcsec projetado da MRK996 é de 110pc, então em um raio de 0,4 segundos de arco, corresponde a um valor de 44 pc, ou seja um valor muito pequeno, podendo corresponder a somente o núcleo da galáxia.

Os resultados dessas análises sobre a PSF de cada observação, nos leva a perceber que como as FWHM das PSFs e dos perfis de brilho de cada galáxia são muito parecidos, então isso indica que as galáxias não são muito mais estendidas que as estrelas.

3.3 Mapeamento da Cinemática Interna

Nesta seção estudaremos a distribuição dos perfis de linha de emissão. Em particular, buscamos identificar se a componente larga das linhas de emissão permitidas é detectável somente no núcleo ou também fora do núcleo. Para esse estudo, levaremos

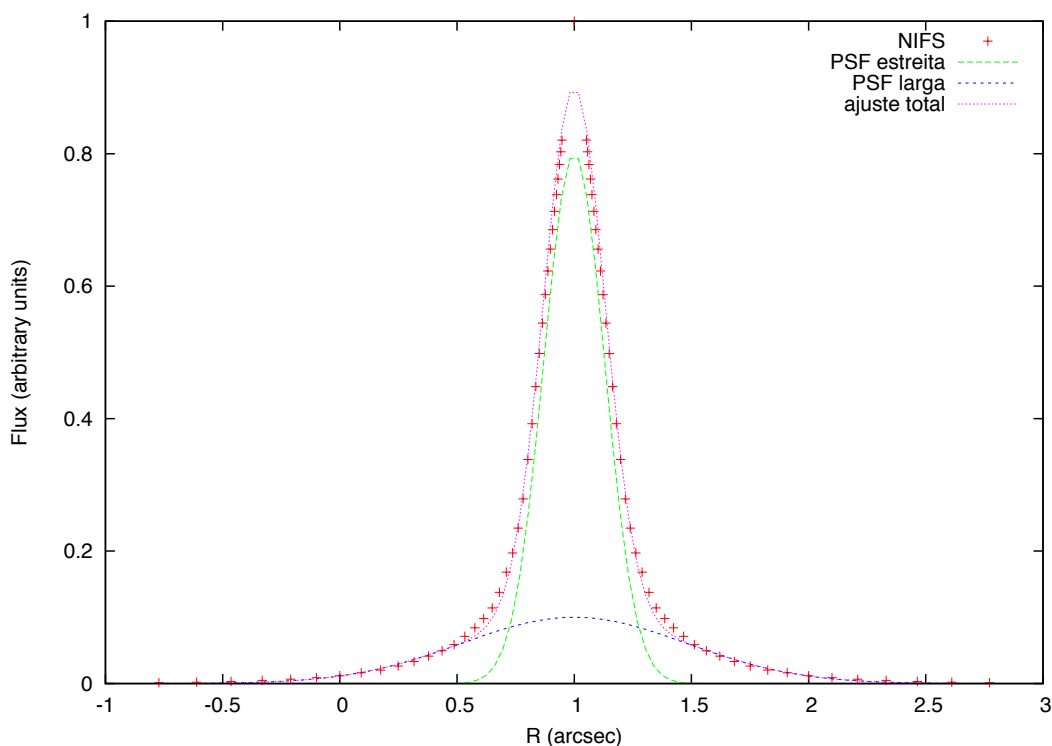


Figura 3.5 - Idem da figura 3.2, mas para a estrela HIP 2800.

em conta o que foi discutido anteriormente a respeito da resolução espacial de nossas observações, incluindo também os efeitos criados pela AO

Após completados os passos do capítulo 2.6, extraímos o espectro integrado da região central das galáxias, à partir do cubo final.

O espectro integrado da região nuclear da galáxia J1047, encontra-se na figura 3.8. Observa-se por esta figura que a linha mais proeminente é a Paschen α ($1,875\mu\text{m}$), a linha do HeI ($1,869\mu\text{m}$) está ligada a asa da linha de P α . Nota-se também a presença de Br9 ($1,817\mu\text{m}$), Br10 ($1,736\mu\text{m}$), Br δ ($1,944\mu\text{m}$) e do hidrogênio molecular H₂ ($1,954\mu\text{m}$). No entanto, nenhuma linha de alta ionização foi encontrada, tal como [Si VI] $\lambda 1.962\mu\text{m}$ e [Si XI] $\lambda 1.932\mu\text{m}$, bons indicadores de AGN no infravermelho próximo. O espectro da galáxia MRK996, encontra-se na figura 3.9. Observa-se que a linha mais proeminente é a linha Brackett γ ($2,165\mu\text{m}$), seguida linha Br δ . Nota-se também a presença de H₂ ($2,034, 2.122, 2,248$ e $2,355\mu\text{m}$), HeI ($2,058\mu\text{m}$) e FeIII ($2,218\mu\text{m}$). Da mesma forma que J1047, o espectro da MRK996 não possui nenhuma linha de alta ionização.

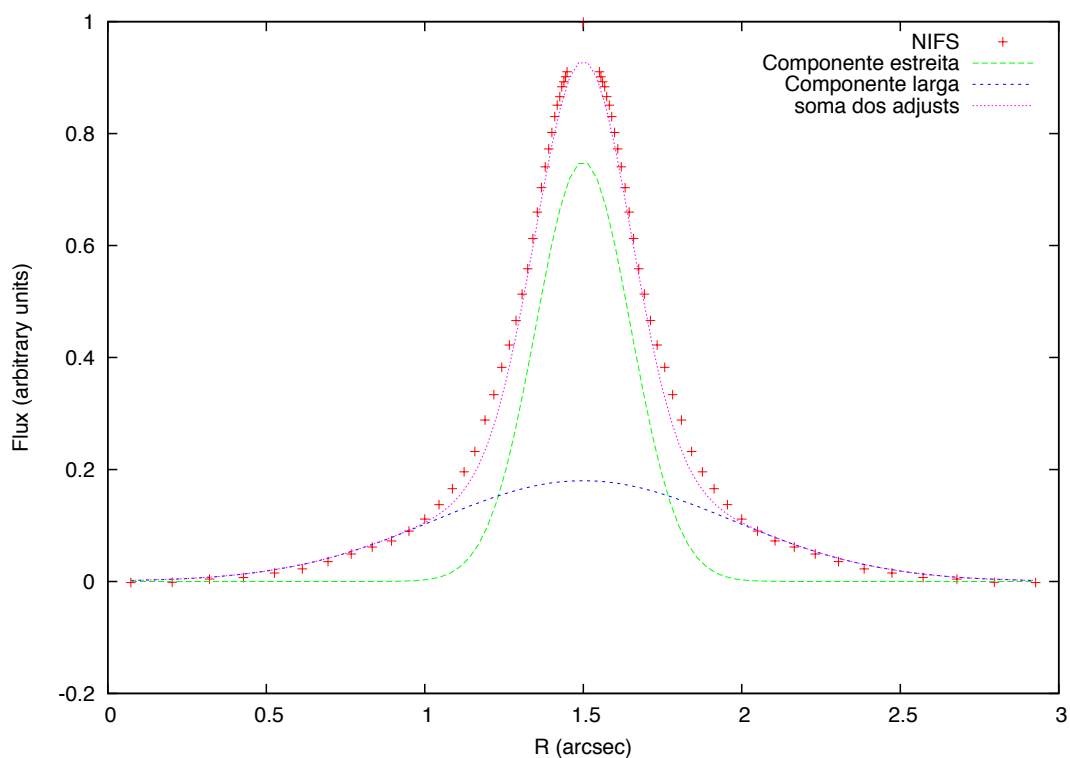


Figura 3.6 - Idem da figura 3.3, mas para a galáxia MRK996.

A fim de observar se a asa nas linha $P\alpha$ (para a galáxia J1047) e $Br\gamma$ (para MRK996) provém somente do núcleo, decidimos extrair espectros integrados de diferentes regiões da galáxia. Como estamos tratando de um cubo de dados, a escolha de regiões das galáxias corresponde a uma soma do espectro de determinados pixels correspondentes, uma forma de visualizar os espectros integrados de cada região está na figura 3.10.

A primeira região corresponde ao pico do contínuo (centro da galáxia), com cerca de 16 pixels somados bem ao centro da galáxia. Os espectros se encontram na figura 3.11, para a galáxia J1047, a) e MRK996, b), respectivamente. Nestes espectros, podemos perceber que há uma presença de uma componente larga nas linhas de $P\alpha$ e $Br\gamma$, para a J1047 e MRK996, respectivamente.

A segunda região consiste em um anel de aproximadamente $0,6''$ do centro da galáxia, com uma espessura de $0,2''$, ela possui 80 pixels ao redor do núcleo. Trataremos o espectro integrado dessa região, como anel 1 ou primeiro anel. Essa região pode ser vista pela figura 3.12. Nesta, visualiza que o fluxo e o sinal ruído são menores,

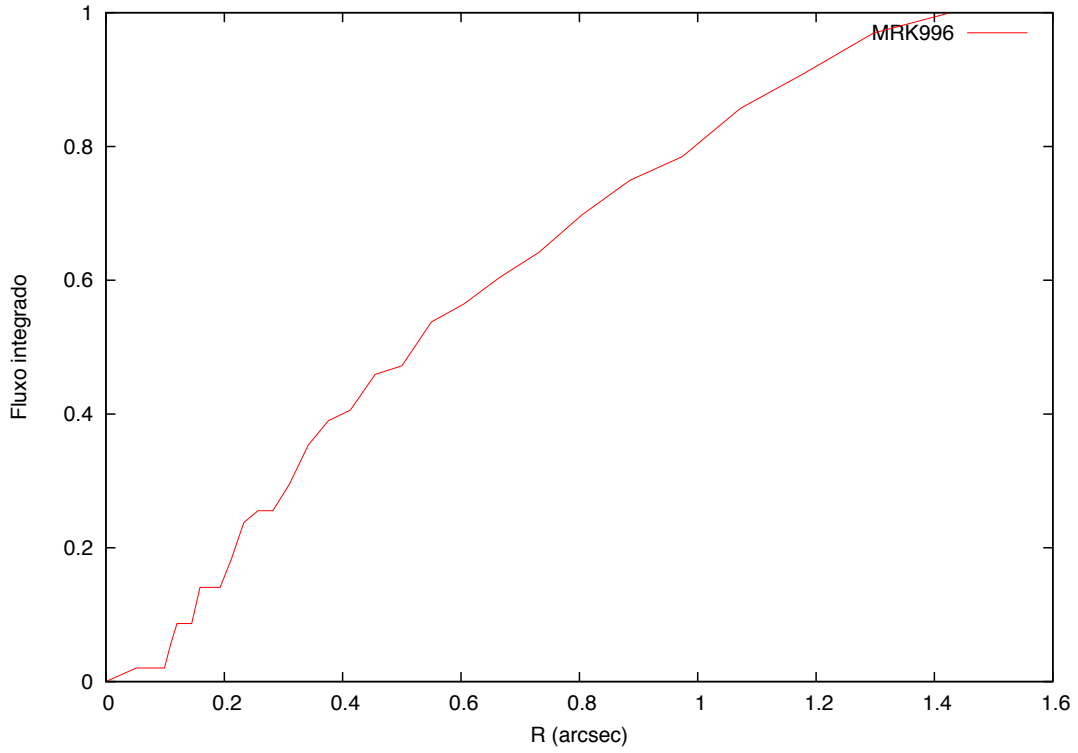


Figura 3.7 - Fluxo integrado da galáxia MRK996 em um determinado tamanho de arcos segundos.

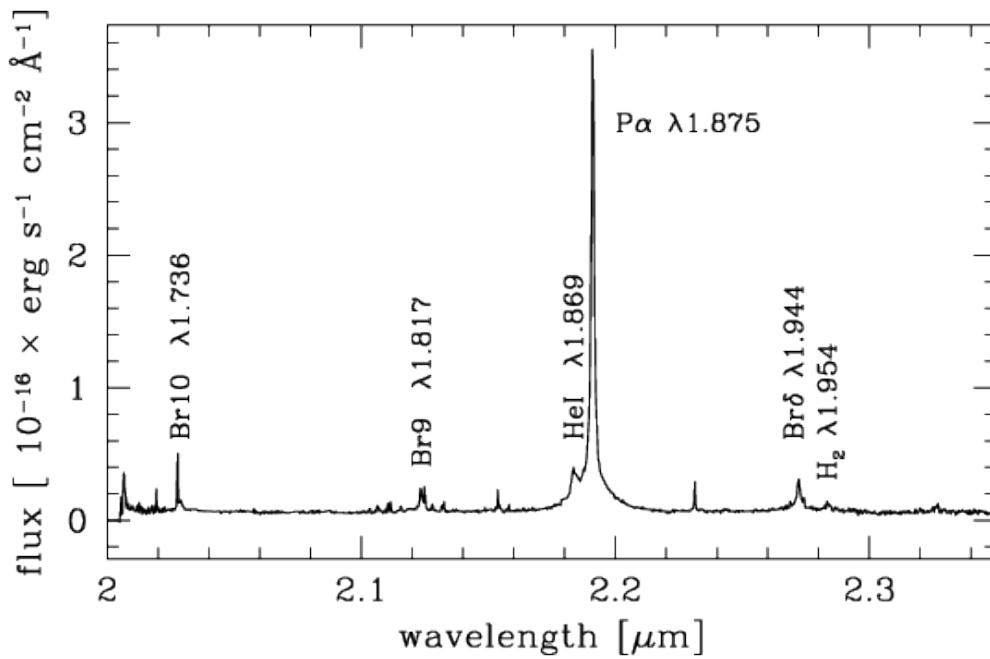


Figura 3.8 - Espectro integrado da galáxia J1047 pelo instrumento NIFS.

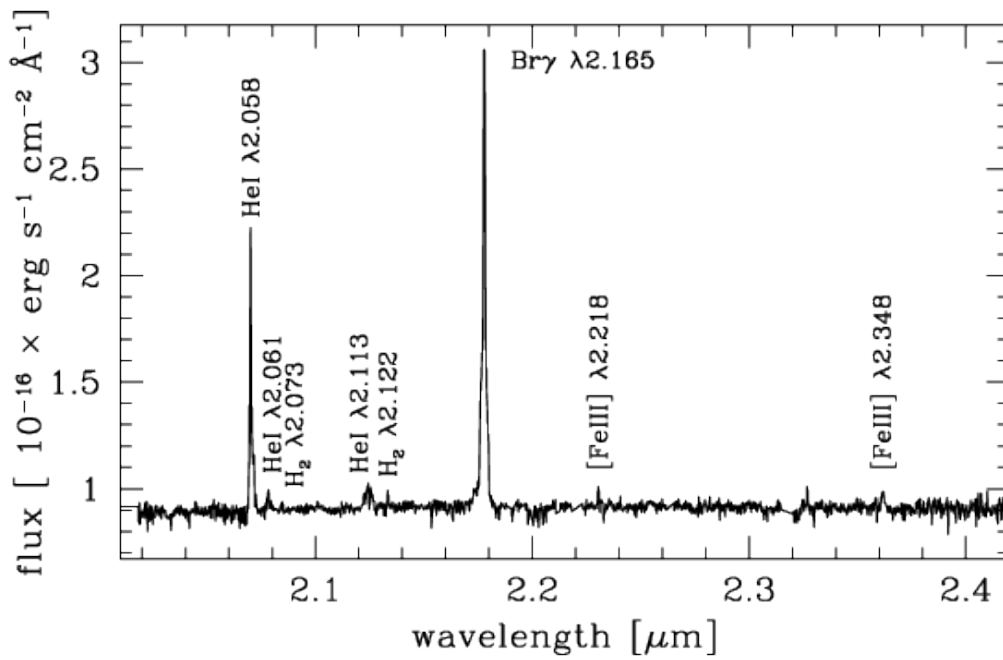


Figura 3.9 - Espectro integrado da galáxia MRK996 pelo instrumento NIFS.

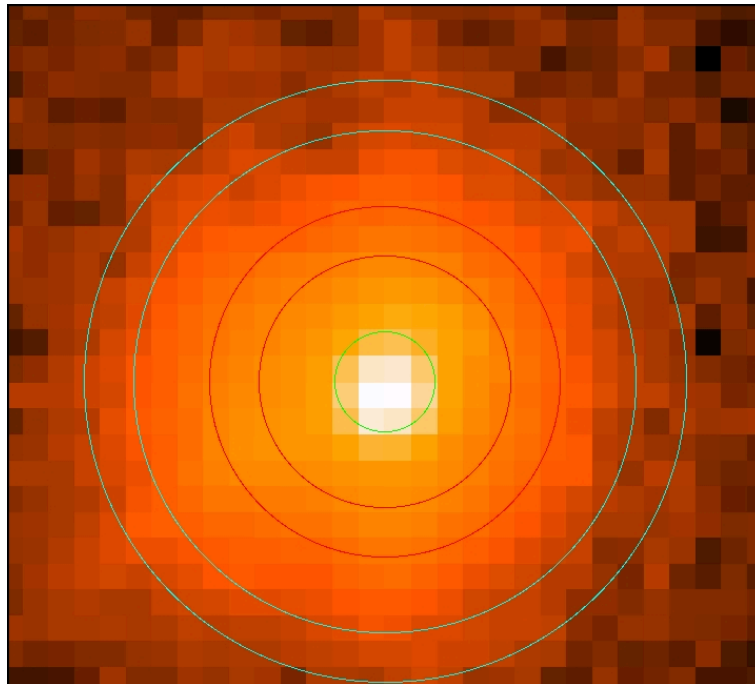


Figura 3.10 - Esquema dos espectros integrados de diferentes regiões da galáxia no cubo de dados para a galáxia J1047, como exemplo. O círculo no interior é referente a região central. O círculo em volta do círculo central, é referente a segunda região a uma distância de 0,5" do círculo mais interior ao pixel central e 0,7" do círculo mais exterior para o pixel central. O anel mais exterior é referente a terceira região, o círculo mais interior deste anel possui uma distância de 0,9" ao pixel central e o círculo exterior possui uma distância de 1,1" do pixel central.

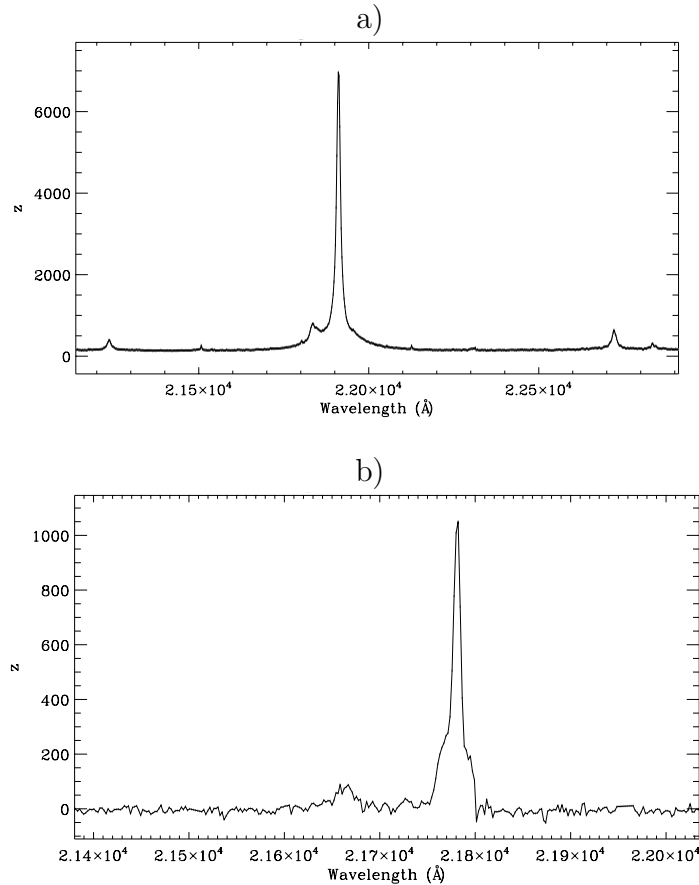


Figura 3.11 - a) Espectro integrado da região central da galáxia J1047 e b) Espectro integrado da região central da galáxia MRK996.

entretanto ainda é possível notar que as linhas $P\alpha$, (3.12a)) e $Br\gamma$ (3.12b)) possui a componente larga. Esperávamos que a asa (aparente na figura 3.12) não existe mais no primeiro anel da duas galáxias.

A terceira região e a última, a ser considerada por nós, consiste em um anel de aproximadamente $1,0''$ de distância do centro da galáxia, com uma espessura de $0,2''$, possuindo 126 pixels ao redor do núcleo, e como na região anterior, ela é uma anel ao redor do primeiro anel, assim denotaremos essa região como anel 2 ou segundo anel. A figura 3.13 mostra os espectros integrados dessa região, para as galáxias J1047 (3.13a)) e MK996 (3.13b)). Ao contrário do que foi observado no primeiro anel, a asa das linhas $P\alpha$ e $Br\gamma$, em primeiras observações, não está presente. Será que a linha larga vem somente do núcleo? Mas se sim, por que o primeiro anel possui uma asa? Por isso, nós precisamos fazer um estudo mais detalhado.

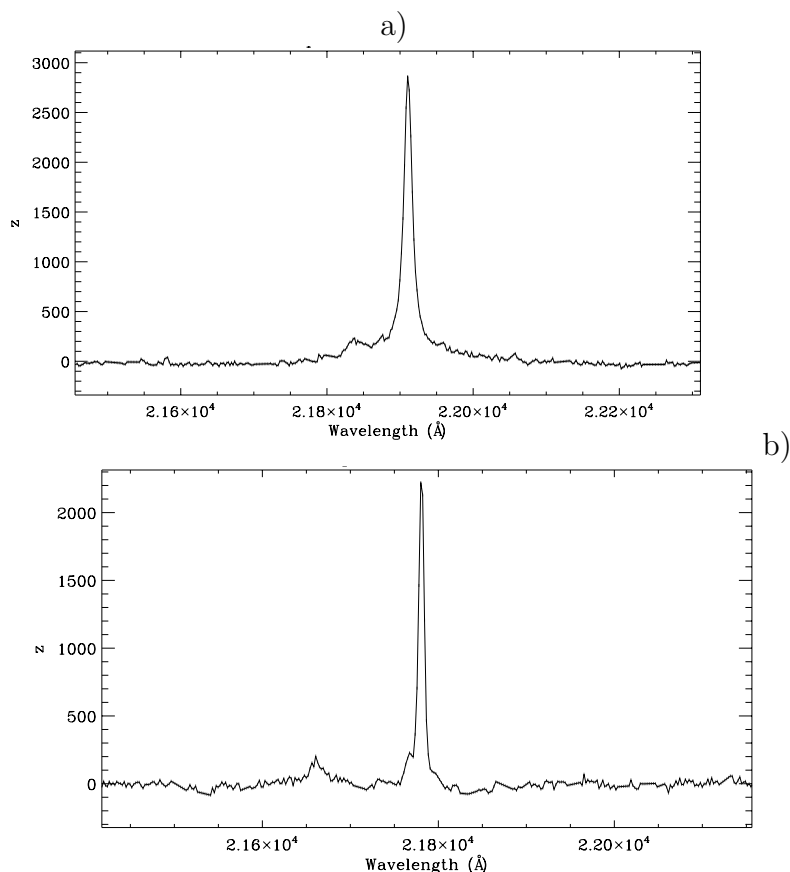


Figura 3.12 - Espectro integrado das galáxias a) J1047 e b) MRK996 de um anel circular com distância de 0,6" da região central.

3.3.1 Linhas de emissão com diferentes cinemáticas

Devido as observações feitas anteriormente, nessa seção vamos fazer uma análise quantitativa da questão da presença da componente larga em função da distância ao núcleo das galáxias. Para tanto, usamos os espectros integrados (centro, anel 1 e anel 2) e nós ajustamos os espectros das três diferentes regiões com curvas gaussianas. Os ajustes das Gaussianas nas três regiões estão demonstrados nas figuras 3.14 a 3.16, os valores do FWHM sobre cada ajuste estão nas tabelas 3.1 e 3.2. Em ordem de ajustar o espectro da sua qualidade e complexidade, nós utilizamos um procedimento automático de ajuste de curvas, denominado *Peak ANalysis* (PAN: Dimeo 2005). É um programa com base no IDL, com o propósito de obter um ajuste de curvas. Ele foi adaptado por Westmoquette et al. (2007) para o uso de imagens com extensão em fits. Assim, foram ajustadas curvas para cada região, a saída do programa consiste em parâmetros do ajuste e cada perfil da linha espectral como também o valor de χ^2 para o ajuste.

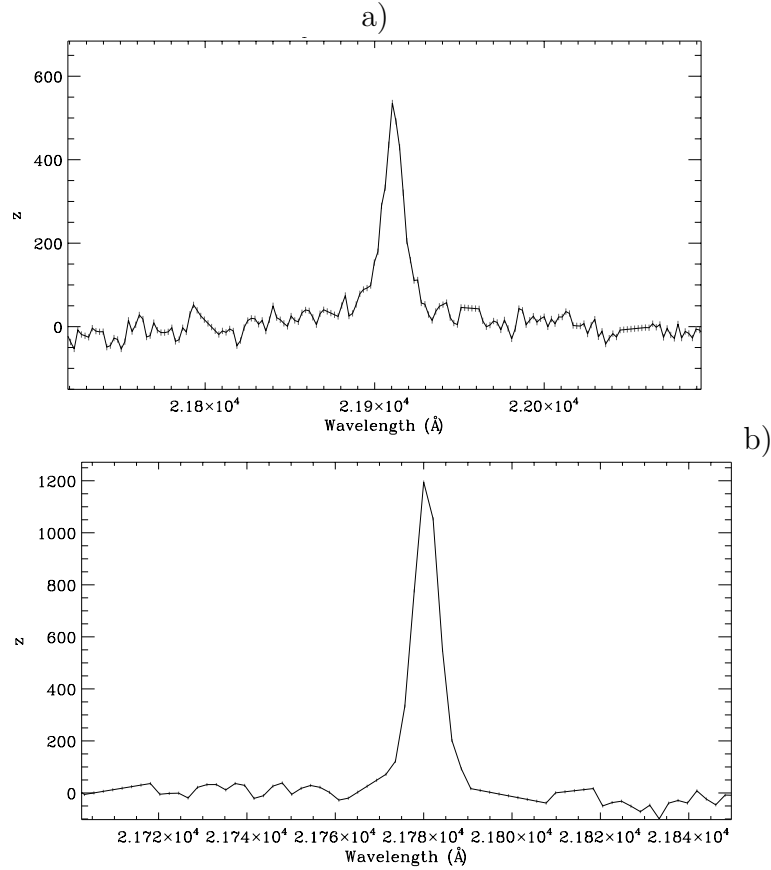


Figura 3.13 - Espectro integrado da galáxia J1047,a) e da galáxia MRK 996 b), de um anel contendo 126 pixels a uma distância de 1" do centro.

Pelos espectros das diferentes regiões, vistos na figura 3.14, pode-se observar que a região central consiste em um perfil de linha com uma componente central e estreita, superposta por uma componente muito larga, contendo uma proporção substancial de fluxo. Para a galáxia J1047, a linha de HeI está muito próxima da linha Paschen- α , sendo necessário um ajuste de gaussiana na linha do HeI.

A componente larga possui um valor de FWHM de aproximadamente $850,21 \pm 25,62 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, enquanto a componente estreita possui um valor de aproximadamente $173,08 \pm 2,03 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$. Cada valor da FWHM, para cada região da galáxia J1047, pode ser vista na tabela 3.1. Entretanto, para a galáxia MRK996, o valor da FWHM para a componente larga não é tão grande como o da galáxia J1047 (vide tabela 3.2).

O espectro da segunda região (vide Figura 3.15) possui também, como na região central, duas componentes na linha Paschen- α e Br γ e uma componente na linha de HeI, para a J1047. Entretanto, se observarmos cuidadosamente, notamos que os

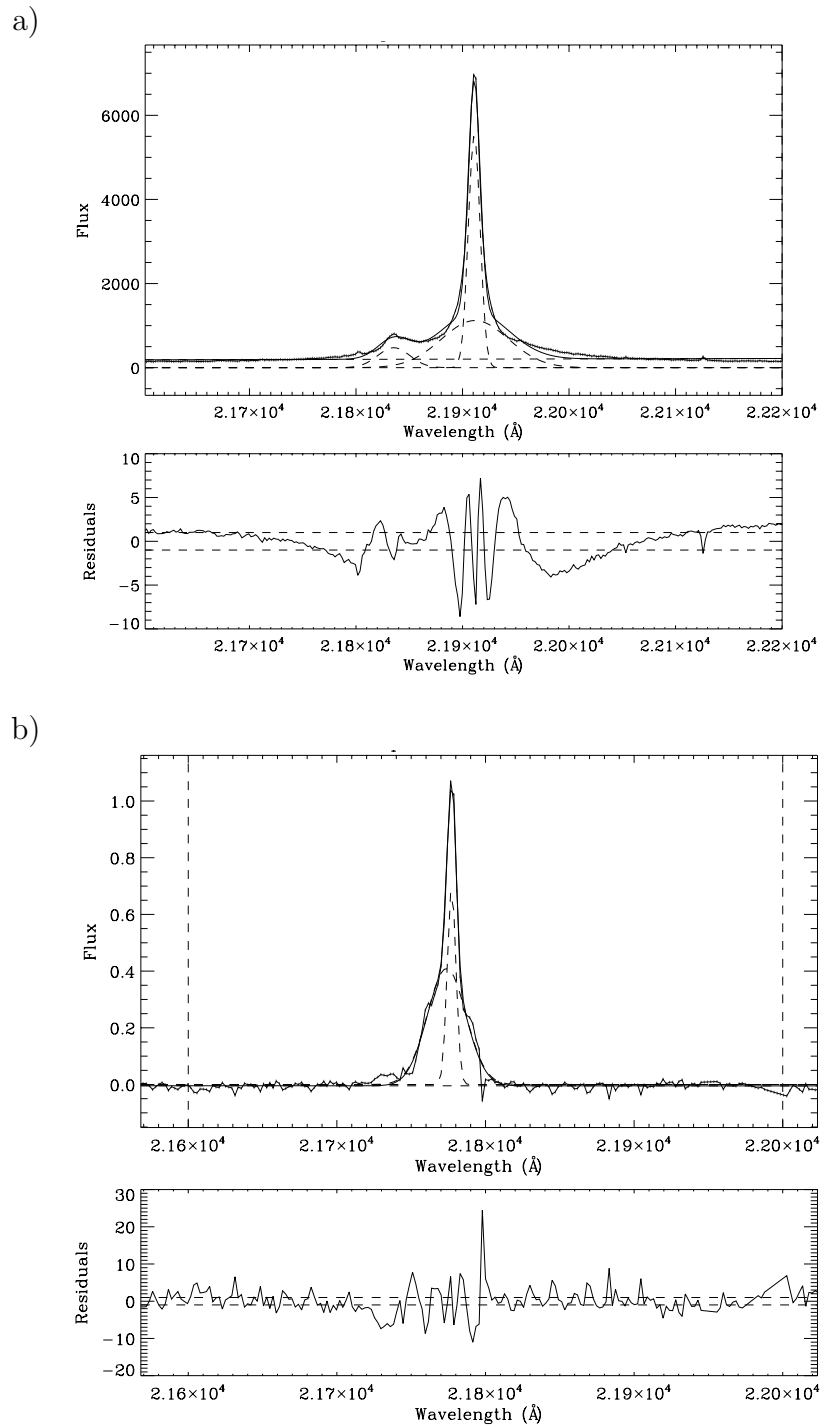


Figura 3.14 - Idem da figura 3.11, mas com ajustes de gaussianas (linhas tracejadas). a) Neste caso, foram ajustadas três, duas para $P\alpha$ e uma para o HeI. b) Neste caso, foram ajustadas duas gaussianas, uma larga e outra estreita na linha $Br\gamma$.

	Centro ($km \cdot s^{-1}$)	Anel1 ($km \cdot s^{-1}$)	Anel2 ($km \cdot s^{-1}$)
P- α (estreita)	$170,58 \pm 14,79$	$177,88 \pm 9,13$	$213,99 \pm 8,81$
P- α (larga)	$849,70 \pm 29,51$	$964,72 \pm 34,39$	-
HeI	$488,13 \pm 36,84$	$449,24 \pm 38,42$	-

Tabela 3.1 - Valores da FWHM de cada região para a galáxia J1047.

	Centro ($km \cdot s^{-1}$)	Anel1($km \cdot s^{-1}$)	Anel2 ($km \cdot s^{-1}$)
Br γ (estreita)	$92,59 \pm 14,71$	$86,33 \pm 9,02$	$102,59$
Br γ (larga)	$433,21 \pm 17,46$	$388,33 \pm 29,48$	-

Tabela 3.2 - Valores da FWHM de cada região para a galáxia MRK996.

valores da FWHM para cada componente é muito similar aos valores correspondentes da região central, se consideramos dentro do erro de cada ajuste (vide tabelas 3.1 e 3.2). Como visto no capítulo anterior 2, o estudo da PSF desta galáxia permitiu avaliar que a PSF do instrumento não é uma simples Gaussiana, como supõem na maioria dos instrumentos, mas sim uma Gaussiana dupla. Isso significa que a luz advinda da galáxia se distribui de uma forma não circular nos *slices* do instrumento, de tal forma que a luz detectada em cada fibra possui contaminação da luz que deveria incidir sobre *slices* mais ao centro. Ou seja, os *slices* adjacentes aos centros são contaminadas pela luz que deveria incidir somente no centro. Visto no Seção 3.2, a PSF possui duas componentes Gaussianas, em que uma parte da luz do núcleo atinge os pixels ao redor. Isso implica que o primeiro anel, não está longe o suficiente para não ser contaminado por essa luz, ou seja a asa que observamos no anel 1, pode estar relacionada com a contaminação da PSF.

A fim de comprovar que a luz da galáxia no primeiro anel seja contaminada pela luz advinda do centro, compara-se a razão dos fluxos entre as duas linhas larga e estreita do anel 1 com o centro. Para a galáxia J1047, o centro possui uma razão de fluxo de 1,1, enquanto para o anel 1 de 1,09. Para a galáxia MK996, o centro possui uma razão de fluxo 0,99 e o anel 1 uma razão de 0,99, ou seja, iguais. Como as razões dos fluxos entre a componente estreita e componente larga são iguais, tanto para o centro como para o primeiro anel, então isso quer dizer que a componente larga da linha de emissão do primeiro anel, das duas galáxias, é causado, não por processo físicos, mas sim por fatores instrumentais, ou seja pela PSF do instrumento NIFS. Em outras palavras, a informação contida no espectro integrado do primeiro anel é a mesma que a do núcleo.

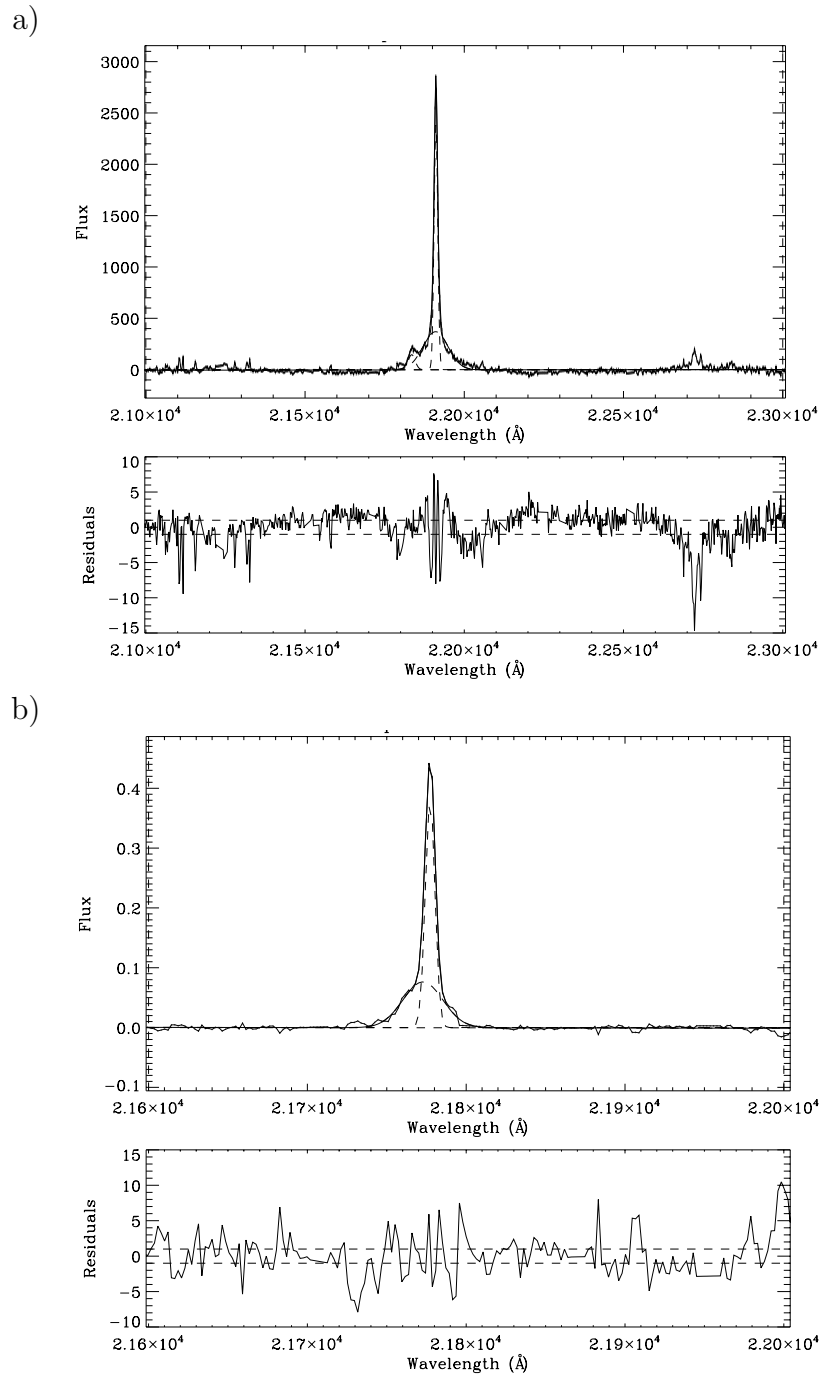


Figura 3.15 - Idem da figura 3.12, a) com ajustes de três gaussianas (linhas tracejadas) para Pa α . b) com ajustes de duas gaussianas em torno da linha Br γ .

O segundo anel, no entanto, não possui duas componentes, como visto nas outras regiões. Esse ajuste afirma que em distâncias mais afastadas ao centro, a componente larga da linha Paschen- α e de Br γ desaparece. Ou seja, para regiões mais distantes, a luz não contaminada pela PSF das observações. Esse resultado mostra-nos, pelo menos a princípio, que a asa das linhas advém somente do núcleo não resolvido da galáxia.

Em primeiras observações, os ajustes feitos nos espectros integrados (centro e anel 1) de MRK 996 possuem um deslocamento entre a linha larga e a linha estreita. Isto chamou nossa atenção e então resolvemos investigar se ocorria o mesmo em J1047. Nas tabelas 3.3 e 3.4 podemos ver os valores do centro da linha para o centro e o primeiro anel em cada galáxia. A fim de vermos melhor isso, refizemos os ajustes, mas agora para o centro fixado, os resultados estão nas figuras 3.17 e 3.18. A priori, podemos perceber que os ajustes das Gaussianas fixas possuem χ^2 maior do que as que não estão fixas. Por isso, em primeira instância as avaliações feitas para os ajustes que não possuem a Gaussiana fixada produzem melhores resultados. James et al. (2009) mostram dois tipos de ajustes para a galáxia MRK 996, o primeiro, com o maior χ^2 possui duas Gaussianas, enquanto o outro ajuste possui três Gaussianas, sendo que a da esquerda possui um FWHM maior, mostrando que há realmente um desvio para o azul da componente larga. Esse desvio nos deixou intrigados por isso buscamos trabalhos sobre galáxias anãs com linhas de emissão largas para ver se neles era discutido esse desvio para o azul. Uma interessante observação é que os estudos feitos sobre a galáxia POX 52 em Barth et al. (2004) mostram que esta galáxia também possui esse deslocamento da linha larga. Entretanto o trabalho não faz nenhuma referência ao desvio para o azul da linha larga na galáxia POX 52. É importante ressaltar que a galáxia POX 52 é considerada uma galáxia anã com núcleo ativo.

	Centro(Å)	Anel1(Å)
P- α (estreita)	21910,98	21910,95
P- α (larga)	21911,19	21910,14

Tabela 3.3 - Valores dos centros das linhas larga e estreita para as regiões central e primeiro anel para a galáxia J1047.

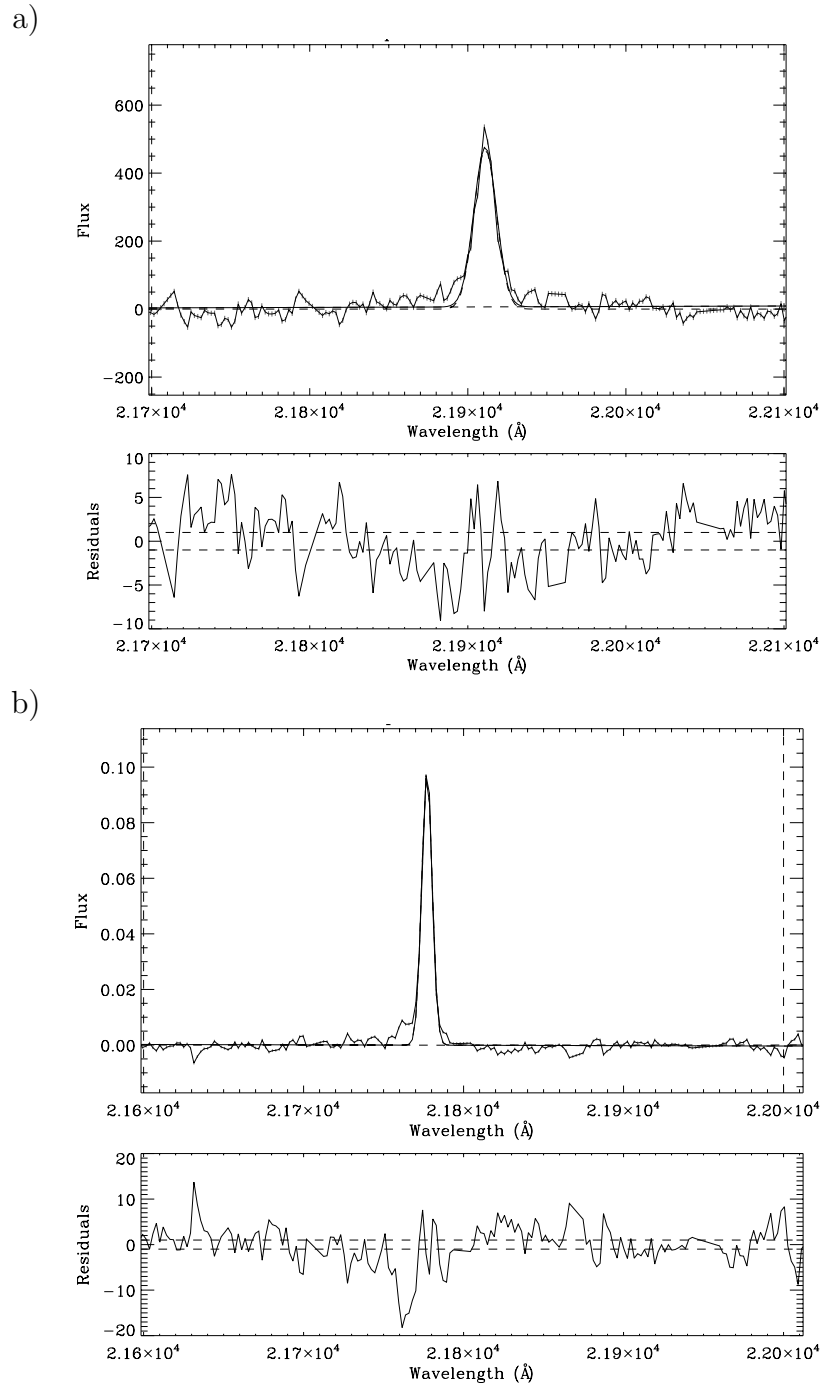


Figura 3.16 - Idem da figura 3.13, a) com ajuste de uma gaussiana na linha $P\alpha$. Percebe-se também que a linha de HeI não está mais junto da linha $P\alpha$, por isso, não foi necessário fazer um ajuste em torno da linha de HeI. b) com o ajuste de uma gaussiana na linha $Br\gamma$. Aqui não é mais necessário ter ajuste de duas gaussianas.

	Centro (Å)	Anel1(Å)
Br γ (estreita)	21779,27	21779,49
Br γ (larga)	21776,07	21775,70

Tabela 3.4 - Valores dos centros das linhas larga e estreita para as regiões central e primeiro anel para a galáxia MRK996.

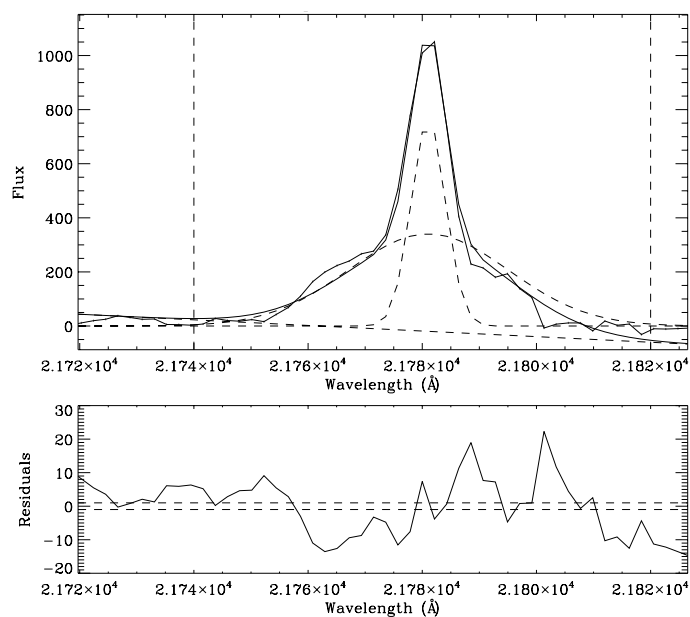


Figura 3.17 - Ajuste de duas curvas gaussianas na linha de emissão de Br γ com o centro fixado. Região central.

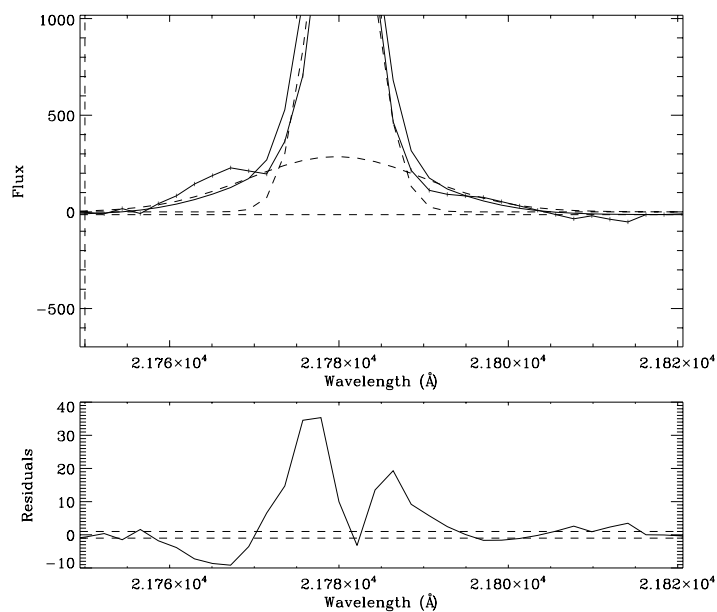


Figura 3.18 - Idem da figura 3.17, mas para a região do primeiro anel.

3.3.2 Cinemática 2D

Neste capítulo, iremos analisar o mapa de fluxo monocromático, de velocidade radial e de dispersão de velocidades das linhas $P\alpha$ e $Br\gamma$, referente as galáxias J1047 e MRK996, respectivamente. Tentamos obter os mapas das componentes larga e estreita, de forma separada. Para isso, utilizamos dois métodos distintos. Para a linha estreita usamos o DPUSER no QFitsView, este é um aplicativo para visualizar imagens em extensão fits. QFitsView foi escrito por Thomas Ott como um pacote de software para reduzir dados astronômicos. O DPUSER é uma linguagem interativa capaz de manipular números, strings e matrizes. O objetivo dessa linguagem é analisar imagens, por isso ele possui um conjunto de funções, como o *velmap* que foi utilizada neste trabalho, a fim de criar mapas de velocidade radial e de dispersão de velocidades. Esses mapas foram criados à partir da linha de emissão escolhida, no caso $P\alpha$ (para J1047) e $Br\gamma$ (para MRK996) e do ajuste da gaussiana estreita dessas linhas.

Para fazer o mapa da linha larga usamos o PAN no qual permite espectro múltiplos para serem lidos simultaneamente em um formato de arranjo. O usuário pode especificar interativamente com parâmetros iniciais de um ajuste de linha espectral (nível do contínuo, fluxo do pico da linha, centróide e largura). Como o PAN permite processos sequencialmente de cada espectro, podemos ajustar perfis de Gaussianas de acordo com cada espectro por pixel. Depois, com a ajuda do IDL combinamos os valores em mapas bimensurais.

3.3.2.1 J1047

A figura 3.19 mostra os mapas de dispersão de velocidade e de velocidade radial para linha estreita, com o contorno do mapa monocromático de $P\alpha$ superposto. A região com a cor preta na figura possui S/N menor ou igual a 3σ .

O mapa de dispersão de velocidade (figura 3.19 a) possui uma região central com um alto valor de σ em torno de $83 km \cdot s^{-1}$. Essa região central separa duas regiões com valores mais altos de $\sigma \sim 90-98 km \cdot s^{-1}$. O mapa de dispersão de velocidade com diferentes valores de σ pode indicar a presença com regiões de diferentes densidades devido algum movimento de gás em torno da região central da galáxia.

O mapa de velocidade radial de $P\alpha$ estreita (figura 3.19 b) não apresenta assinatura de corpo sólido. Além disso, apresenta no total baixa velocidade e não há uma grande diferença de velocidade em diferentes regiões da galáxia. Em volta da região central,

pode perceber que há uma pequena variedade de velocidades, no qual percebe-se lobulos, ou seja há uma quebra de simetria do campo de velocidade. Além disso, pode-se perceber que este mapa não possui simetria da velocidade radial no centro, devido a a quebra de simetria. Uma parte está *blueshift* e outra redshift. Isso de certa forma assemelha-se ao mapa de dispersão de velocidade, na qual há uma quebra de simetria da região central a regiões adjacentes acima e abaixo do centro. Essa quebra de simetria pode ser uma evidência do gás possuir um movimento.

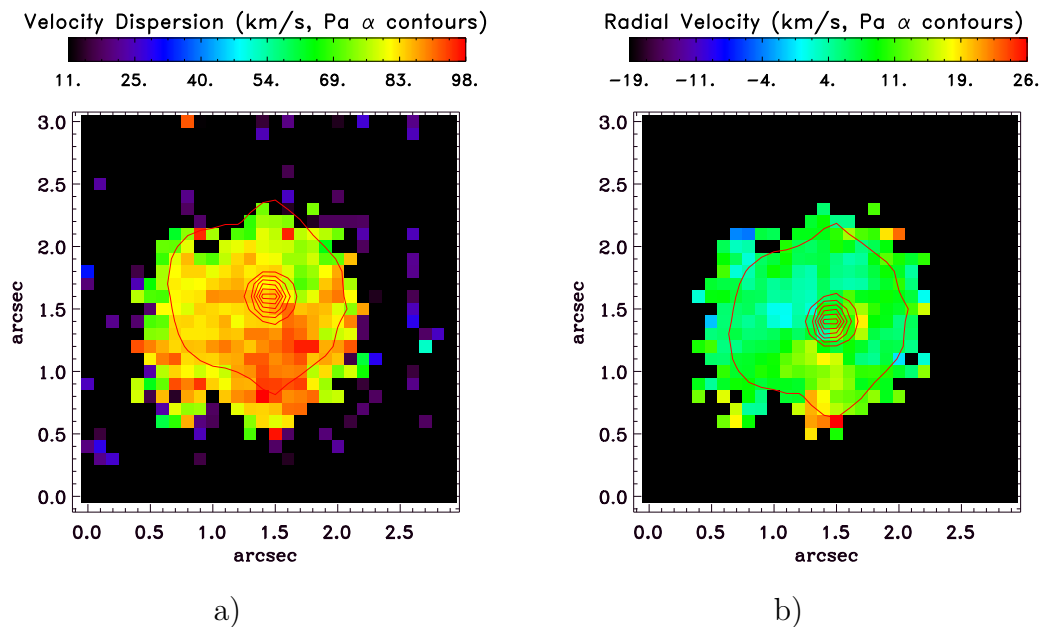


Figura 3.19 - Mapa da linha estreita de P α , a)dispersão de velocidade, b) velocidade radial. Referente a galáxia J1047. A escala espacial está deslocada 1,5"para o oeste e também para o sul da posição de apontamento.

No caso dos mapas de P α da componente larga da linha de emissão, como mostra a figura 3.20, os valores da velocidade radial e da dispersão da velocidade não mudam muito, eles permanecem quase constante. Isso indica que a informação física contida no pixel central é a mesma que a informação contida nos pixels adjacentes ao núcleo, como esperado no caso de que a componente larga da linha de emissão seja não-resolvida espacialmente.

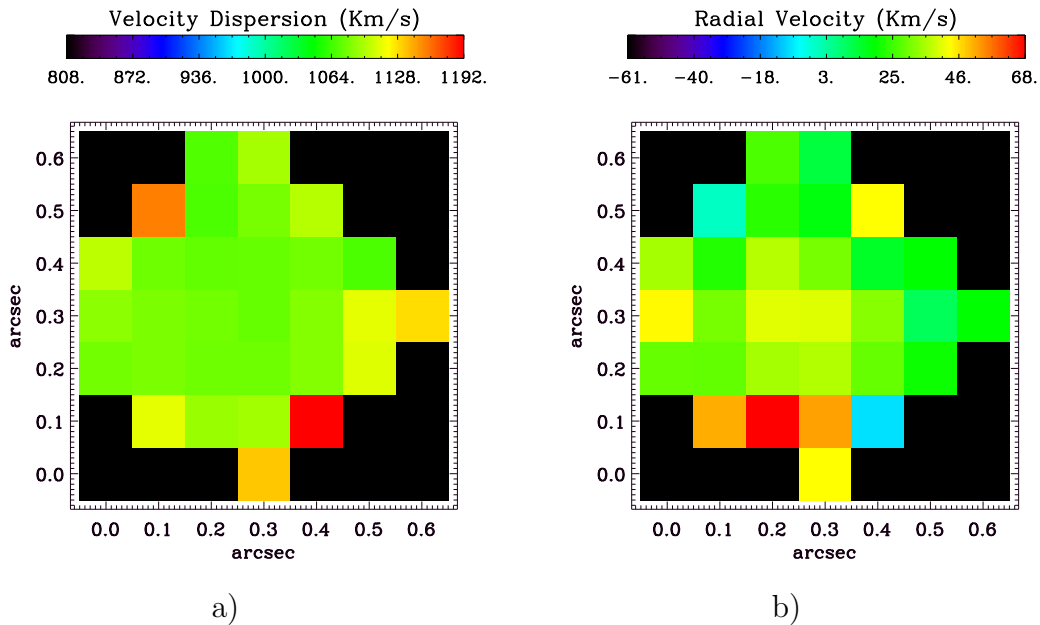


Figura 3.20 - Mapa da linha larga de $P\alpha$. a) dispersão de velocidades, b) velocidade radial. Referente a galáxia J1047. A escala espacial está deslocada $0,3''$ para o oeste e também para o sul da posição de apontamento.

Um eficiente método de identificar características cinemáticas em regiões HII, como também detectar aglomerados massivos e seus efeitos no meio interestelar e na taxa de formação estelar é a análise dos diagramas de Intensidade- σ e Intensidade-velocidade (Munoz-Tunon et al., 1996; Yang et al., 1996; Martínez-Delgado et al., 2007). A figura 3.21 apresenta os diagramas I-V, I- σ , e V- σ referentes a componente estreita de Paschen α para J1047. A figura 3.21 a) apresenta o diagrama I-V, no qual mostra as variações relativas da velocidade radial.

O mecanismo físico que produz as variações do centróide da linha podem ser vários, como por exemplo turbulência, ventos estelares, bolhas se expandindo ou rotação. Entretanto, a estimativa dessas contribuições é limitada espacialmente e pela resolução espectral das observações. Nesse caso, damos preferência pela turbulência, por causa das grandes velocidades.

A figura 3.21 b) mostra a relação I- σ para todo o campo observado. Em geral, em regiões HII gigantes, regiões de baixa intensidade possuem valores altos de σ ,

enquanto os valores de σ diminuem nas regiões de alta intensidade. No caso de J1047, valores de σ altos em torno de $\sigma \sim 80 - 90 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ possuem valores de intensidade altos e para valores de σ mais baixos $\sigma \sim 60 - 70 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ possuem valores de intensidade mais baixos.

A figura 3.21 c) mostra a relação V- σ . No caso de J1047, a relação sugere que todos os movimentos na região de formação estelar é randômica, ao invés de dominada pelos movimentos da linha de visada. Por exemplo, se um observador visse um *outflow* colimado na linha de visada, era de esperar que o diagrama mostrasse uma tendência. Perfis largos de regiões de baixa densidade tem que ser *blueshift*, enquanto perfis estreito de regiões de alta densidade são *redshift*, então eles deveriam produzir um padrão (Bordalo et al., 2009). A figura 3.21 c), por outro lado, mostra regiões de altos valores de $\sigma \sim 80-90 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ possuem altos valores de velocidade radial $V \sim 80-100 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$. Isso pode indicar que há um movimento do gás nessas regiões com maior σ . O que entra em acordo com o que foi visto nos mapas de dispersão de velocidades e de velocidade radial, na qual à partir do centro existiam duas regiões com valores mais altos. Ou seja, os dois mapas estão sim correlacionados.

3.3.2.2 MRK996

O mapa de dispersão de velocidades e de velocidade radial, para a linha estreita, é mostrado na figura 3.22. Na figura 3.22 a), próximo a região central indicada pelo contorno da linha Br γ há um nó de poucos pc de uma grande valor de dispersão de velocidades $\sigma \sim 60-75 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$. Ao redor dessa região existe praticamente duas regiões com $\sigma \sim 30-40 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$. Essas regiões estão separadas por esse nó e por uma região, com uma velocidade de $\sigma \sim 45 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$.

O mapa de velocidade radial da linha estreita (figura 3.22 b)), não apresenta muita variação, ela é quase contínua. Ou seja, assim como em J1047, não se observa nenhum padrão de rotação de corpo sólido. Exceto que à partir do centro, mostrada pelo contorno da linha de Br γ , pode-se vê que há duas regiões, uma com velocidade a $V \sim -20 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ e outra com velocidade de $V \sim 11 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$. Como a resolução do NIFS está dentro de $20 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$, isso faz com que o resultado tenha uma confiança de 2σ . Esse mapa de velocidades é compatível com o mapa de velocidades das linhas estreitas, observado no óptico por Telles et al. (2014). Eles interpretam como uma convolução da cinemática de um disco interno (também observado nas imagens do HST por Thuan et al. (1996), e de origem desconhecida.) com um *outflow* dos ventos estelares das estrelas Wolf-Rayet presentes no núcleo.

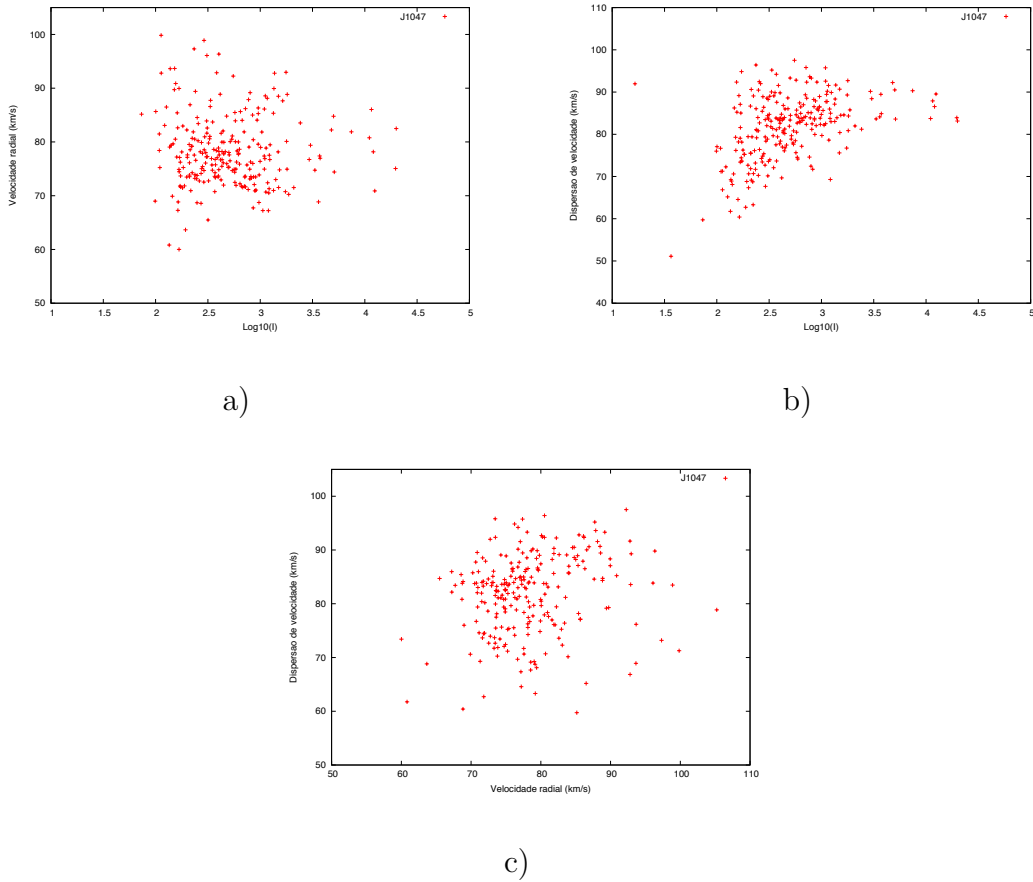


Figura 3.21 - a) Relação I-V da linha estreita de $P\alpha$. b) Relação I- σ da linha estreita de $P\alpha$. c) Relação V- σ da linha estreita de $P\alpha$ da galáxia J1047.

No mapa de dispersão de velocidade (3.23 a)) há uma região central com valores menores $\sigma \sim 116-155 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ que a região em volta $\sigma \sim 194 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$. O mesmo padrão observado no mapa de velocidade radial (3.23 a)) e diferente do mapa de dispersão de velocidade da componente estreita (3.22 a)). Pelos mapas da componente estreita (3.22) e da larga (3.23) serem diferentes, podemos afirmar que a região central é não resolvida. Os mapas da linha larga de $Br\gamma$ (3.23) possui valores de velocidades radiais muito próximos um dos outros. Isso indica que não há uma resolução no centro de MRK996/

A figura 3.24 a) mostra a relação I-V. Percebe-se que para valores de velocidade em torno de $V \sim 180-200 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$, há uma mudança grande na intensidade ($\log I \sim 2,5-4,5$). Como dito antes, isso pode ser causado por vários mecanismos físicos, mas como estamos limitados as observações e devido a análise desse diagrama, esse comportamento das velocidades radiais pode ser devido ao *bumps* de WR.

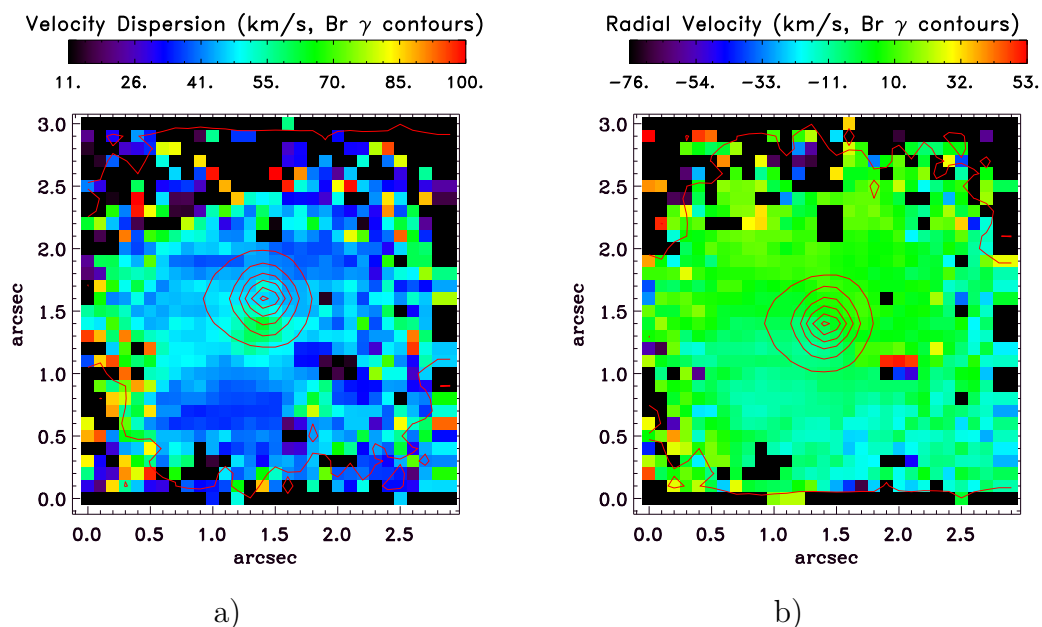


Figura 3.22 - Mapa da linha estreita de Br γ . a) dispersão de velocidades, b) velocidade radial. Referente a galáxia MRK996. A escala espacial está deslocada 1,5" para o oeste e também para o sul da posição de apontamento.

A figura 3.24 b) mostra a relação I - σ para todo o campo observado. No caso de MRK996, há uma banda horizontal com um limite inferior de $\sigma_0 \simeq 35 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, para regiões mais brilhantes ($\log I \sim 3-4,5$). Há também uma banda vertical entre uma faixa de valores de $\log I = 2,5-3$. Isso mostra que para maiores valores de intensidade, menor é a dispersão de velocidades, assim como visto em Bordalo et al. (2009). Ou melhor, as baixas intensidades encontram-se regiões com dispersões locais elevadas.

O diagrama da relação V - σ é mostrado na figura 3.24 c). Nesse diagrama, assim como em J1047, mostra que os movimentos da região estelar são randômicos. Como também, indica que os mapas de velocidade radial e de dispersão de velocidades são correlacionados.

3.4 Tomografia PCA

Neste capítulo, iremos analisar os resultados que obtivemos sobre a tomografia PCA das galáxias J1047 e MRK996.

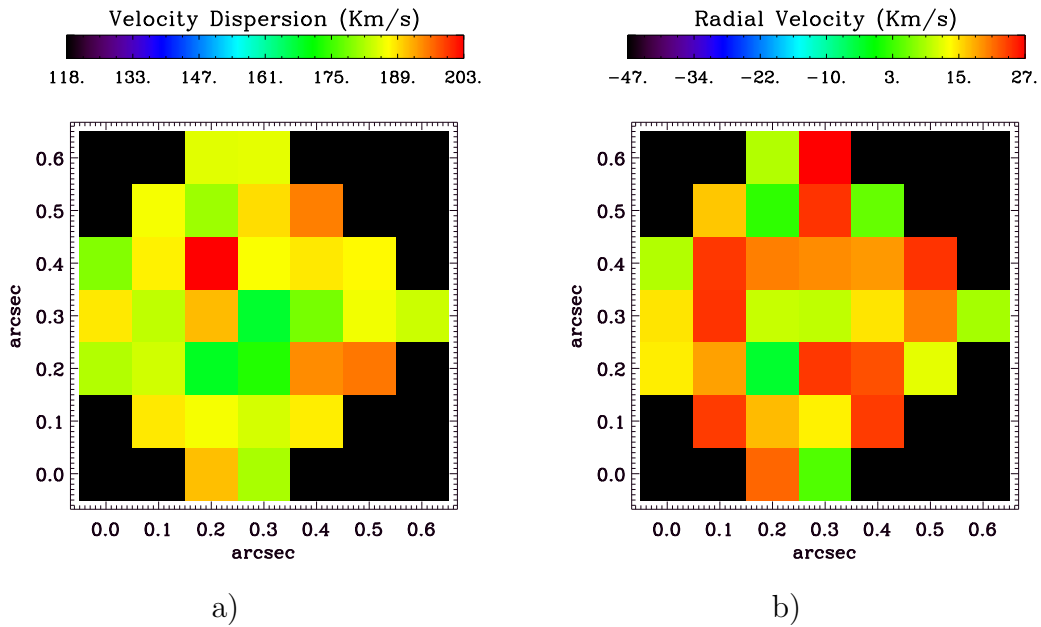


Figura 3.23 - Mapa da linha larga de Br γ . a) dispersão de velocidades, b) velocidade radial. Referente a galáxia MRK996. A escala espacial está deslocada 0,3" para o oeste e também para o sul da posição de apontamento.

3.4.1 J1047

Os intervalos espectrais que escolhemos para fazer a tomografia PCA da galáxia J1047 foi somente a parte das linhas de Paschen- α e HeI, pois nós queríamos observar bem atentamente o que acontece com a linha larga e a estreita.

Como as componentes possuem variâncias decrescentes, a primeira componente principal (figura 3.25) é a componente que possui a maior variação, e por isso ela é capaz de reproduzir o espectro e a imagem da galáxia. Por isso, na figura 3.25, o tomograma, a esquerda, parece-se com a imagem do centro da galáxia e o autovetor, a direita, parece-se com o espectro da galáxia. Como, realizamos o PCA somente na parte central, o autovetor aparece somente na linha Paschen- α e na linha de HeI.

As figuras 3.26 e 3.27 são as componentes 2 e 3, respectivamente, com variância decrescente, à direita encontra-se o tomograma e à esquerda o seu respectivo autovetor. O autovetor da segunda componente mostra uma anti-correlação na linha estreita da

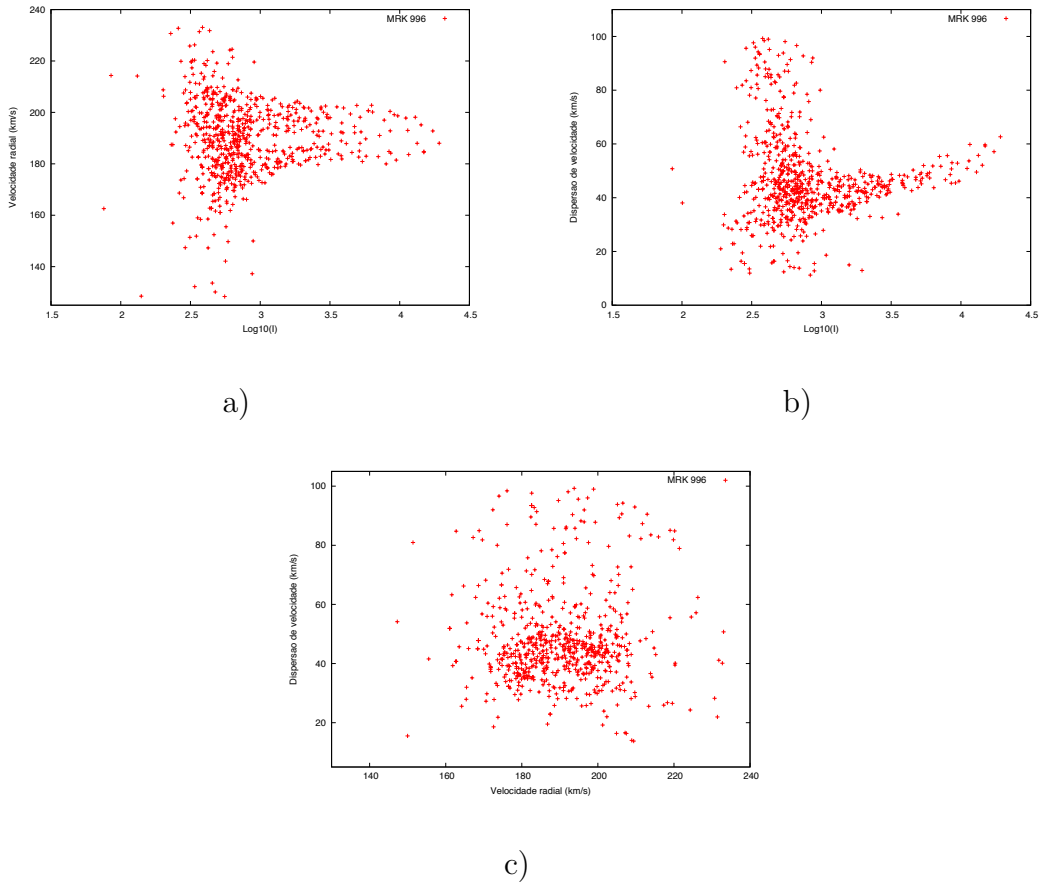


Figura 3.24 - a) Relação I-V da linha estreita de $Br\gamma$. b) Relação I- σ da linha estreita de $Br\gamma$. c) Relação V- σ da linha estreita de $Br\gamma$ da galáxia MRK996.

linha de $P\alpha$, podendo ser justificado por uma rotação. Essa interpretação pode ser ressaltada pelo tomograma da segunda componente (figura 3.26 a esquerda). Nele observa-se que há duas regiões distintas, uma mais clara e outra escura, no centro do tomograma. Podemos interpretar essas duas cores, como uma anti-correlação da componente larga da linha de emissão.

Na terceira componente da PCA (figura 3.27), o autovetor mostra uma linha estreita com valores positivos e uma linha larga com valores negativos. Enquanto o tomograma também possui duas regiões, uma clara e uma escura no centro. Isso pode mostrar que a região escura do tomograma está correlacionado com os valores negativos dos autovalores, enquanto a região clara com os valores positivos. Isso mostra que a linha larga advém somente do centro da galáxia e de diferente região que a linha estreita.

Diante a essas análises podemos perceber que a componente larga provém de uma

região central não resolvida diferente da componente estreita. Como também, as componentes podem ser causadas devido alguma rotação no centro da galáxia, por isso há uma anti-correlação no autovetor da segunda componente, figura 3.26. Além do que a componente larga da linha de $P\alpha$ advém somente do núcleo, mostrando que este é não resolvido.

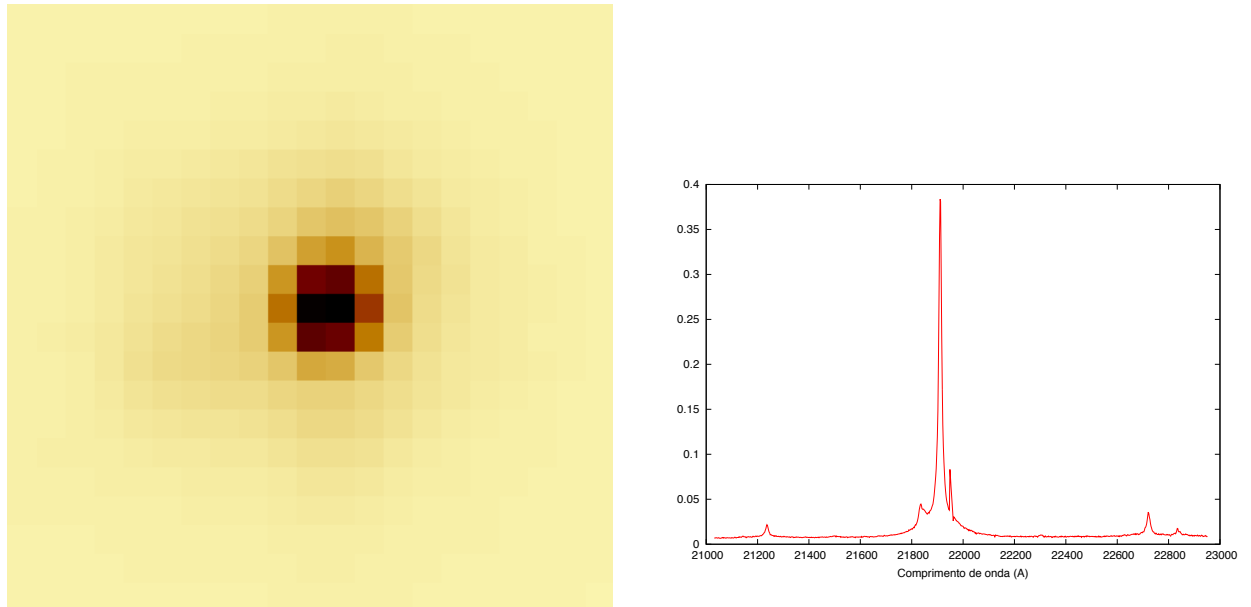


Figura 3.25 - Tomograma (à esquerda) e autovetor (à direita) da componente 1 da PCA. A primeira componente assemelha-se muito a imagem da galáxia do cubo original, como também ao espectro do cubo.

3.4.2 MRK996

Os intervalos que escolhemos para fazer a tomografia PCA da galáxia MKR996 foi somente a parte da linha de Brackett- γ , pois nós queríamos observar bem atentamente o que acontece com a linha larga e a estreita.

A primeira componente principal (vide Figura 3.28) como falado anteriormente, é a componente que possui a maior variação, portanto seus respectivos tomogramas e autovalores são e o espectro da galáxia, respectivamente. Dessa forma, o tomograma que podemos observar na Figura 3.28 assemelha-se a imagem da galáxia. A mesma coisa ocorre com o autovetor.

A segunda componente pode ser vista na Figura 3.29, a esquerda encontra-se o tomograma e a direita seu respectivo autovetor. O tomograma da segunda componente

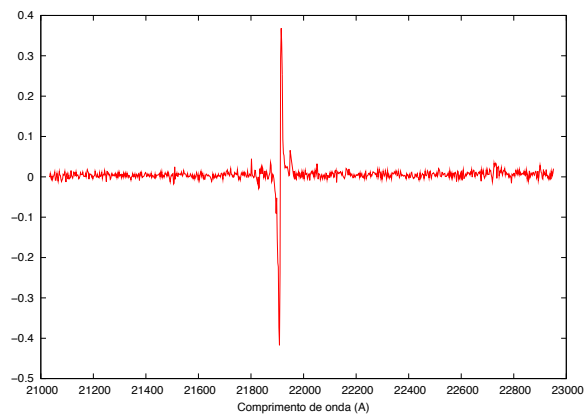
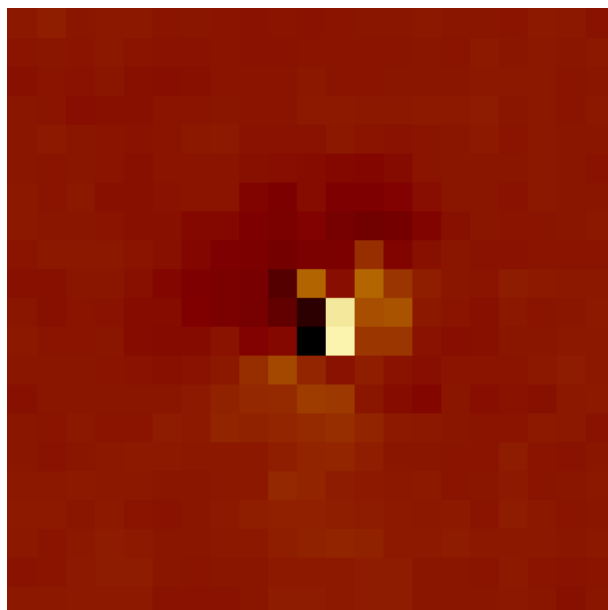


Figura 3.26 - Tomograma (à esquerda) e autovetor (à direita) da componente 2 da PCA

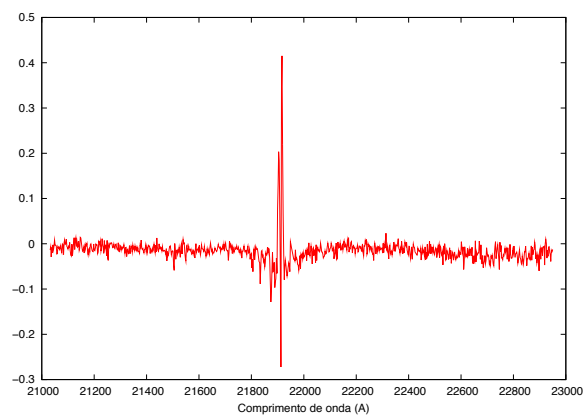
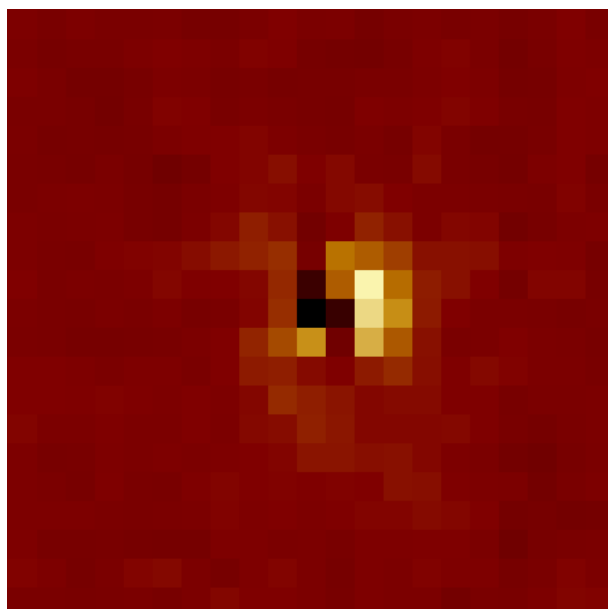


Figura 3.27 - Tomograma (à esquerda) e autovetor (à direita) da componente 3 da PCA

(Figura 3.29 à esquerda) possui em seu centro uma fonte bastante luminosa e dois lobos escuros. Isso é muito similar ao visto por (Telles et al., 2014) em MRK 996. Infelizmente o autovetor não nos mostra dados passíveis de análise. A emissão de linha (região escura central) é anti-correlacionada com o contínuo (região clara que circunda o núcleo). Esse tomograma, portanto define a região da linha de emissão.

O terceiro tomograma (Figura 3.30 à esquerda) nos mostra duas fontes possivelmente de diferentes regiões. Essas duas regiões deve estar ligados ao fato de que as componentes larga e estreita da linha de Brackett γ , advém de regiões diferentes e provavelmente são causadas por processos físicos diferentes.

A tomografia da galáxia MRK 996, da mesma forma que da galáxia J1047 nos mostra que, a componente larga da linha de emissão Brackett γ provém de uma região central não resolvida e de uma região diferente da componente estreita. Além disso, a componente larga pode ser devida a alguma rotação no centro da galáxia, como no tomograma da segunda componente (Figura 3.29 à esquerda).

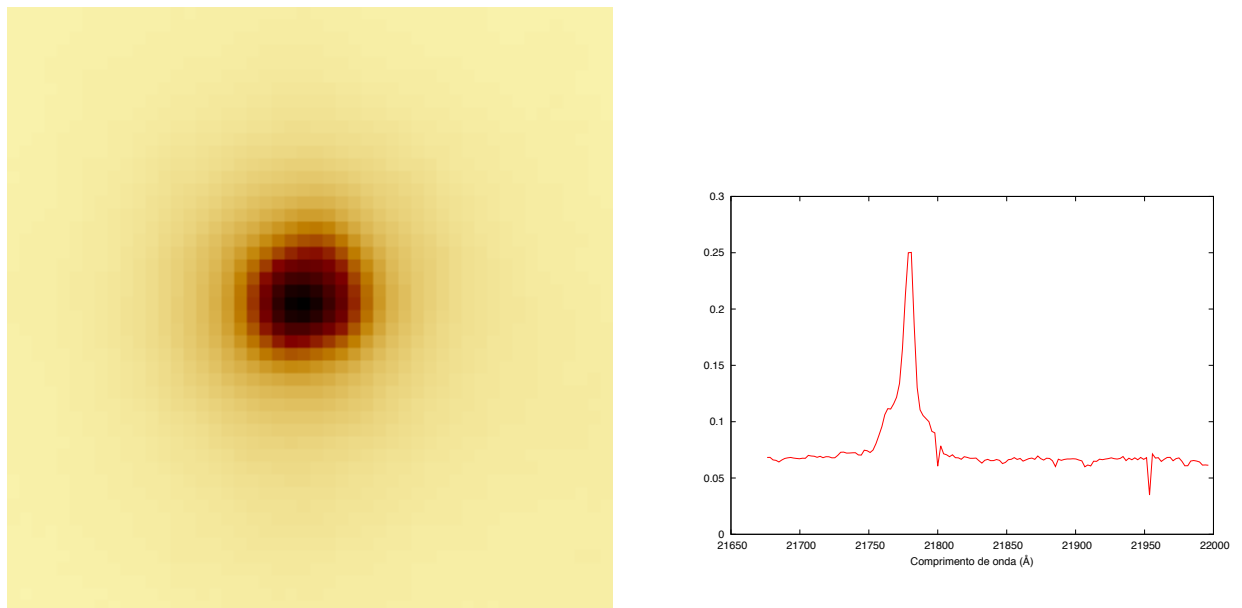


Figura 3.28 - Tomograma e autovetor da primeira componente.

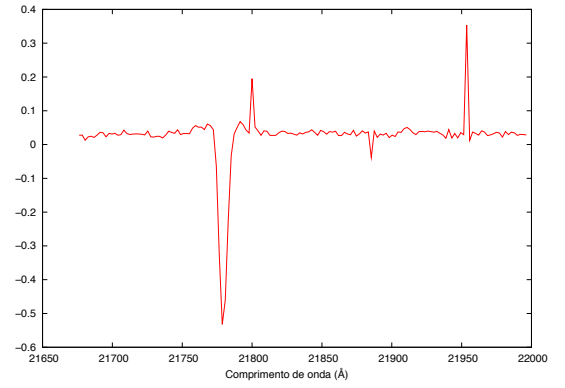
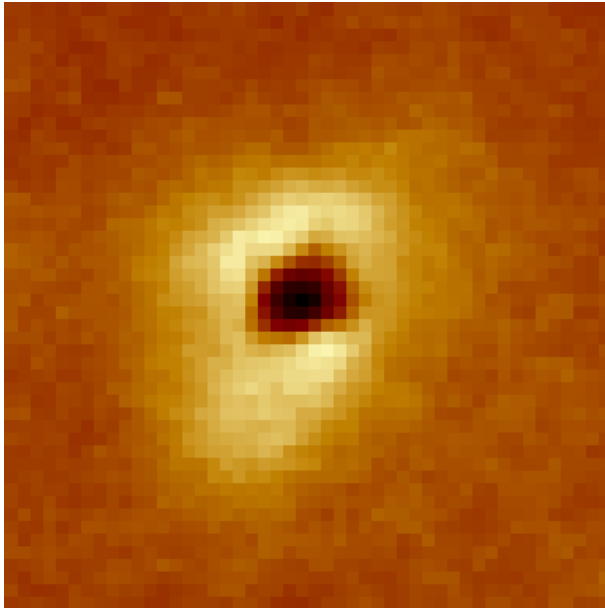


Figura 3.29 - tomograma e autovetor da segunda componente.

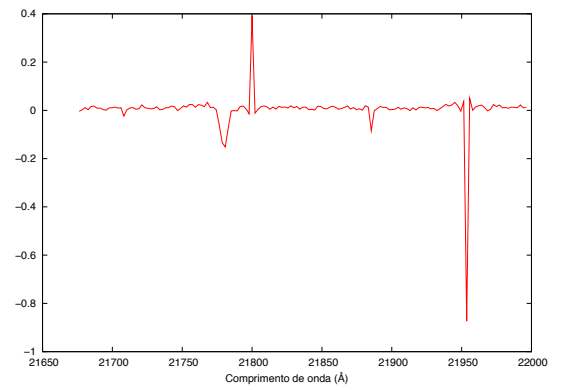
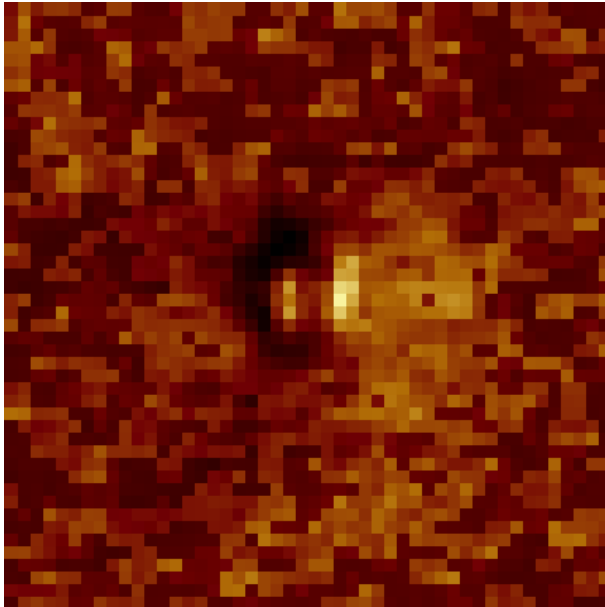


Figura 3.30 - Tomograma e autovetor da terceira componente.

4 Discussão e Conclusão

No presente trabalho, nós apresentamos dados do Gemini “Near Infrared Integral Field Spectrograph” (NIFS) para duas galáxias HII pobres em metais com linhas de emissão, SDSS J1047+0739 e MRK996. Ambas apresentam componentes largas nas linhas de emissão permitidas, característica incomum em galáxias HII. Podemos estudar a origem física desta fenomenologia incomum nestas galáxias de duas maneiras. A primeira é o estudo das propriedades físicas do gás e a segunda maneira é o estudo cinemático do gás e das estrelas das galáxias. As propriedades físicas do gás das galáxias são obtidas, normalmente, pela análise de espectros obtidos no óptico. Um exemplo disso é a busca de linhas de emissão de alta excitação, como por exemplo as linhas [NeV] λ 3426, HeII λ 4686 e [FeVII] λ 3588. Caso essas linhas estejam presentes, existem fortes indícios de que essa galáxia é uma AGN. No caso das galáxias aqui estudadas, nenhuma apresenta quaisquer dessas linhas, exceto pelo fato de MRK996 apresentar HeII λ 4686, mas essa linha também é observada em galáxias WR. Além disso, MRK996 também apresenta [Ne III] λ 4640, indício de que ela possui o chamado *bump* azul devido a presença de estrelas WRs (Telles et al., 2014). Outra possível evidência da presença de um núcleo ativo em uma galáxia é a detecção de emissão em raios-X. Georgakakis et al. (2011) não encontrou nenhuma emissão de raios-X em MRK996 que poderia estar relacionada ao buraco negro central da galáxia. Além disso, até o momento não foi possível observar nenhuma emissão em raios-X na galáxia J1047, como nos foi informado por comunicação pessoal com o pesquisador F. Bauer da PUC do Chile.

Galáxias com linhas de emissão largas podem ser classificadas tanto como galáxias com formação estelar quanto como galáxias ativas. Um método de classificar galáxias com linhas de emissão é o diagrama BPT, como visto na Seção 1.3. De maneira a observar a posição das duas galáxias estudadas neste trabalho, nós as colocamos no diagrama BPT (Figura 4.1). O modelo utilizado foi o de Kewley et al. (2001), sendo representado por linha tracejada e pontilhada no diagrama. Para fins comparativos, podemos ainda observar no diagrama a posição de diversas outras galáxias (Figura 4.1). Essa amostra foi retirada de Greene e Ho (2005), sendo composta por AGN com buracos negros de massa intermediária. Como pode ser observado, as galáxias J1047 e MRK 996 encontram-se na região do diagrama ocupada por outras galáxias com formação estelar, e em particular ocupam o locus onde a tendência de encontrarmos galáxias de baixa metalicidade.

Entretanto, a localização de J1047 e MRK 996 na região ocupada pelas galáxias com

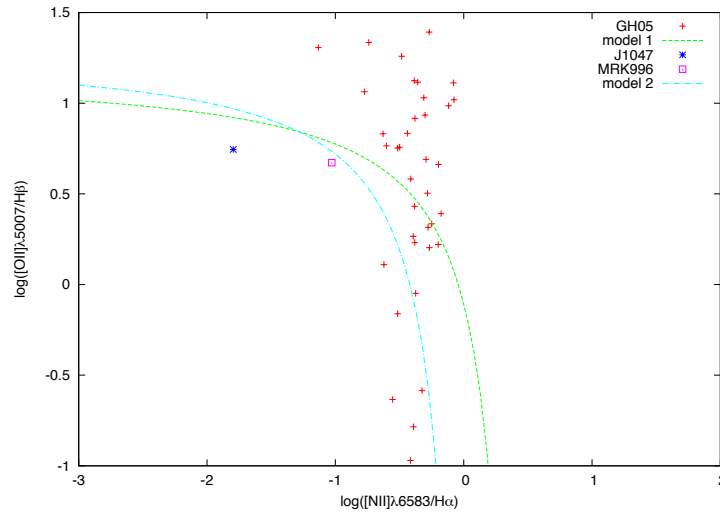


Figura 4.1 - Diagrama BPT contendo a amostra de [Greene e Ho \(2005\)](#) em vermelho. As galáxias J1047 e MRK 996 são representados pelo asterisco e quadrado azuis respectivamente.

formação estelar não necessariamente as desqualifica como galáxias ativas. Modelos de fotoionização de AGNs mostram que com a diminuição da metalicidade, os objetos migram para esquerda no diagrama BPT ([Stasińska et al., 2006](#)). Assim, o diagrama BPT não é capaz de distinguir galáxias com formação estelar de AGNs de baixa metalicidade.

Nosso estudo baseia-se no fato que as AGNs (particularmente as Seyfert do tipo 1) possuem asas nas linhas de emissão e estas advém somente do núcleo não resolvido da galáxia. Dessa forma, o objetivo do trabalho foi verificar a hipótese se essa componente larga observada também é não resolvida nestas galáxias pobres em metais. Em primeira instância, os ajustes gaussianos feitos nas linhas $P\alpha$ (em J1047) e $Br\gamma$ (em Mrk 996) em diferentes regiões nos levou a perceber que as asas das linhas de emissão aparecem somente na região central. Outro fato interessante a ser observado, foi que as componentes gaussianas ajustadas nos espectros da região central apresentam pequenos desvios para o azul com relação ao espectro médio.

A princípio, relacionamos esse desvio para o azul com as estrelas WRs. MRK996 apresenta o desvio para o azul e uma evidência clara da presença de um grande número de estrelas WRs. Entretanto, encontramos na literatura outra galáxia POX 52 ([Kunth et al., 1987](#)) que também apresenta este mesmo fenômeno, porém é considerada uma Seyfert anã. Sendo assim, é possível que haveria alguma relação entre o

desvio para o azul com as estrelas WRs ou, ainda, isso poderia ser devido ao disco de acreção de um Buraco Negro. Obviamente, para estar relacionada com a ação de um Buraco Negro, deveria ser possível encontrar algum indicativo da sua existência. Como observado por Georgakakis et al. (2011), MRK996 não possui nenhuma emissão em raios-X, enquanto que POX52, que possui esta característica espectral, apresenta emissão de raios-X (Thornton et al., 2008).

Todavia, Thuan et al. (1996) mostraram pelas imagens do Hubble que há um disco no centro da galáxia Mrk996. Esse disco pode estar relacionado à presença de um Buraco Negro central ou até mesmo uma grande concentração de estrelas WR. Ainda, Telles et al. (2014) afirma, após análise através da Tomografia PCA, que a linha larga se origina de *outflows* de ventos de estrelas WRs na região nuclear, o que implica que ela está convoluída com alguma rotação de gás de baixa densidade dentro da região central não resolvida. Considerando as informações acima apresentadas, é possível que a rotação vista por Telles et al. (2014) poderia estar relacionada ao disco de um Buraco Negro, mas a emissão de raios-X da galáxia seria muito fraca.

No caso de J1047, o mapa de velocidade radial indica que há algum tipo de movimento do gás não simétrico advindo da parte central da galáxia. Esse movimento pode estar relacionado com os *outflows* de uma AGN. Além disso, a tomografia PCA confirma que as duas linhas, tanto a larga quanto a estreita, são anti-correlacionadas e advém do núcleo não resolvido.

Em suma, no presente trabalho nós realizamos o estudo cinemático do gás e das estrelas, o que demonstra o efeito do disco de acreção sobre o gás de baixa densidade ao seu redor. Obviamente, se tivéssemos indicações de íons de alta densidade, teríamos mais informações de uma menor resolução de dezenas de parsec. As duas galáxias demonstram fortes evidências cinemáticas, contudo, ainda estamos muito limitados com a resolução espacial para propor uma conclusão definitiva à questão do disco de acreção do buraco negro.

Concluindo, neste trabalho, nós estudamos duas galáxias HII pobres em metais que possuem linhas de emissão largas. Elas possuem metalicidades $12 + \log(O/H) = 7,85$ para J1047 e $12 + \log(O/H) = 8,0$ para MRK996. Isto é com metalicidades entre 1/7 e 1/5 da do Sol, respectivamente. As principais conclusões as quais chegamos neste estudo são as seguintes:

- a) Nós estimamos a correção da frente de onda pelo sistema de óptica adaptativa com LGS à partir da PSF do instrumento NIFS. Como no nosso

caso não existe nenhuma fonte pontual no próprio campo ou outra imagem observada de alta resolução de nossos objetos, nós utilizamos as estrelas telúricas como representativas da PSF de nossas observações de ciência. Nós parametrizamos a PSF como uma Gaussiana dupla, consistindo de uma componente larga e outra estreita. Para a galáxia J1047, as larguras a meia altura (FWHM) finais das nossas observações são, respectivamente, 0,43 segundos de arco e 0,14 segundos de arco para as componentes larga e estreita. Para MRK996 a componente estreita possui o valor de 0,34 segundos de arco e a componente larga de 1,1 segundos de arco. O valor da razão de Strehl para J1047 é de 19%, enquanto para MRK996 é de 28%. Estes valores demonstram que a correção com o Laser funciona bem, resultando em uma componente estreita próxima ao limite de difração, de certa forma independente do perfil da luz central. O perfil de brilho da galáxia é similar ao PSF do instrumento. Isso indica que as galáxias estudadas neste trabalho são muito compactas e praticamente não resolvidas.

- b) Não há nenhuma evidência espectroscópica óbvia para uma fonte não térmica de radiação ionizante nas duas galáxias. Nós estudamos espectros integrados de três regiões diferentes de cada galáxia (no núcleo e dois anéis circumnucleares a distâncias crescente do núcleo) a fim de observar se a asa da linha de emissão advém somente do núcleo não resolvido das galáxias. Para quantificarmos nossos resultados formalmente, usamos o pacote computacional PAN para ajustes de funções aos nossos espectros. Ele nos permitiu ajustar curvas aos espectros integrados derivados de cada região das galáxias. Os espectros integrados do núcleo continham a asa da linha de emissão e, por conta disso, foi necessário ajustar duas gaussianas. O mesmo padrão ocorria para a região ao redor, ao qual denominamos de primeiro anel. Entretanto, para a região mais externa, o segundo anel, não havia mais linha larga, sendo necessário fazer apenas um ajuste de gaussiana neste espectro. A asa que aparecia no primeiro anel é devido ao efeito instrumental e não a efeitos físicos. Desta forma, o alargamento da linha advém somente do núcleo não resolvido das duas galáxias.
- c) Nos mapas 2D não fomos capazes de observar nenhum indício de rotação de corpo sólido, o que pode ser causado por dois motivos. O primeiro é a geometria da observação, pois a galáxia pode estar sendo vista pela sua face (face on). O segundo motivo seria a possibilidade das galáxias não serem resolvidas pelo instrumento. Com estudos mais aprofundados pela

cinemática 2D, podemos observar que há uma diferença nítida entre as duas galáxias. Primeiramente, o mapa de velocidade radial de Pa α para a galáxia J1047 apresentavam lobulos de velocidades advindos na região central. Esses lobulos, na verdade, são apenas uma interrupção visível na simetria do campo de velocidade interrompido por um possível fluxo de gás na direção do observador. A origem deste suposto fluxo de gás, de acordo com o mapa, é o núcleo da galáxia, e pode ser interpretado como um “outflow” da região central que especulamos poder ser devido ao um cone de emissão gerado pelo buraco negro central. Enquanto que para o mapa de velocidade de Br γ em Mrk 996, há somente duas regiões pouca variedade na velocidade, havendo uma parte *blueshift* em relação a galáxia. Já os mapas de dispersão de velocidades, para as duas galáxias, apresentam duas regiões distintas, e simétricas. Essas regiões são indicativas de algum tipo de movimento radial que ocorre do gás em torno da região central. Os mapas de velocidades e dispersão de velocidades somente das componentes largas das linhas de emissão observadas para as duas galáxias indicam, o que demonstramos extensivamente neste trabalho, ou seja, que a informação contida na região nuclear é uniforme por não ser resolvida espacialmente.

As relações conhecidas como diagramas de diagnósticos cinemáticos de I- σ , I-V e V- σ são muito diferentes entre as duas galáxias. Em MRK996 os diagramas são muito parecidos com as regiões HII e galáxias HII, ou seja, particularmente no diagrama de intensidade vs. dispersão, notamos que a baixa intensidade encontramos regiões (pixels) com alta dispersão, e no núcleo registramos uma dispersão baixa que permeia toda o nosso campo de velocidades. Esse tipo de estrutura é interpretado como uma composição da turbulência subjacente no meio interestelar da região H II superposta pelos efeitos da evolução estelar massiva como camadas em expansão de ventos estelares e remanescentes de supernovas. Esses efeitos de evolução estelar se apresentam como bandas inclinadas neste diagrama, observado na sua forma geral em MRK 996, mas não evidente em J1047. O caso de J1047 não mostra nenhum padrão, diferente do que normalmente é visto neste tipo de galáxias. Indicando que o processo que origina a componente larga pode ser diferente do processo de MRK996.

- d) Nós também realizamos uma análise usando a técnica da tomografia PCA, o que corrobora, de maneira independente, os resultados obtidos pela análise cinemática: a asa das linhas de emissão Paschen- α (J1047) e Brackett- γ (MRK996) advém do núcleo não resolvido da galáxia correspondente. Isso

pode ser causado devido a um buraco negro de massa intermediária ativo no centro da galáxia. Entretanto, no caso de MRK996, a anti-correlação vista na PCA pode estar relacionada com os *outflows* das estrelas *Wolf-Rayet*.

Este trabalho pode ser expandido para um novo conjunto de dados de galáxias com as mesmas características que a de J1047 e de MRK996. Para trabalhos futuros, poderemos fazer uma busca de amostra de galáxias com linhas de emissão permitidas largas. Os dados coletados dessa amostra, nos permitiria executar uma metodologia similar feita neste trabalho, ou até mesmo mais completa. Uma possibilidade, seria fazer buscas diretas de galáxias com linhas de emissão permitidas largas, cujo espectro óptico indique baixa metalicidade, e que possuam emissão em raios-X. Dessa forma, teríamos um levantamento de dados de AGNs pobres em metais.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Allen, D. A.; Wright, A. E.; Goss, W. M. The dwarf emission galaxy He2-10. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 177, p. 91–97, out. 1976. 7
- Asplund, M.; Grevesse, N.; Sauval, A. J.; Scott, P. The Chemical Composition of the Sun. **Annual Review of Astronomy & Astrophysics**, v. 47, p. 481–522, set. 2009. 42
- Baldwin, J. A.; Phillips, M. M.; Terlevich, R. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 93, p. 5–19, fev. 1981. 11
- Barth, A. J.; Ho, L. C.; Rutledge, R. E.; Sargent, W. L. W. POX 52: A Dwarf Seyfert 1 Galaxy with an Intermediate-Mass Black Hole. **Astrophysical Journal**, v. 607, p. 90–102, maio 2004. 58
- Bergvall, N. Star Forming Dwarf Galaxies. In: _____. **Dwarf Galaxies: Keys to Galaxy Formation and Evolution**. [S.l.: s.n.], 2012. p. 175. 5
- Bordalo, V.; Plana, H.; Telles, E. The Internal Kinematics of the H II Galaxy II Zw 40. **Astrophysical Journal**, v. 696, p. 1668–1682, maio 2009. 64, 66
- Bouwens, R. J.; Illingworth, G. D.; Franx, M.; Ford, H. UV Luminosity Functions at $z \sim 4, 5$, and 6 from the Hubble Ultra Deep Field and Other Deep Hubble Space Telescope ACS Fields: Evolution and Star Formation History. **The Astrophysical Journal**, v. 670, p. 928–958, dez. 2007. 7
- Bouwens, R. J.; Illingworth, G. D.; Labbe, I.; Oesch, P. A.; Trenti, M.; Carollo, C. M.; van Dokkum, P. G.; Franx, M.; Stiavelli, M.; González, V.; Magee, D.; Bradley, L. A candidate redshift $z \sim 10$ galaxy and rapid changes in that population at an age of 500Myr. **Nature**, v. 469, p. 504–507, jan. 2011. 7
- Chassat, F.; Rousset, G.; Primot, J. Theoretical and experimental evaluation of isoplanatic patch size for adaptive optics. In: Roddier, F. J. (Ed.). **Active telescope systems**. [S.l.: s.n.], 1989. (Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, v. 1114), p. 14–22. 24
- Condon, J. J.; Cotton, W. D.; Broderick, J. J. Radio Sources and Star Formation in the Local Universe. **Astronomical Journal**, v. 124, p. 675–689, ago. 2002. 4

Conti, P. S. Wolf-Rayet galaxies - an introduction and a catalog. **Astrophysical Journal**, v. 377, p. 115–125, ago. 1991. 8

Davies, R. AO Assisted Spectroscopy with SINFONI: PSF, Background, and Interpolation. In: Kaufer, A.; Kerber, F. (Ed.). **2007 ESO Instrument Calibration Workshop**. [S.l.: s.n.], 2008. p. 249. 32

de Lapparent, V. Critical analysis of the luminosity functions per galaxy type measured from redshift surveys. **Astronomy & Astrophysics**, v. 408, p. 845–872, set. 2003. 2

Diaz, A. I.; Terlevich, E.; Pagel, B. E. J.; Vilchez, J. M.; Edmunds, M. G. Detailed spectrophotometric study of the giant H II region NGC 604. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 226, p. 19–37, maio 1987. 13

Doublier, V.; Comte, G.; Petrosian, A.; Surace, C.; Turatto, M. Multi-spectral study of a new sample of blue compact dwarf galaxies. I. B and R surface photometry of 23 objects from the Byurakan lists. **Astronomy & Astrophysics, Supplement**, v. 124, p. 405–424, set. 1997. 13

Eggen, O. J.; Lynden-Bell, D.; Sandage, A. R. Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed. **Astrophysical Journal**, v. 136, p. 748, nov. 1962. 2

Fanelli, M. N.; O’Connell, R. W.; Thuan, T. X. Spectral synthesis in the ultraviolet. II - Stellar populations and star formation in blue compact galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 334, p. 665–687, nov. 1988. 12

Filippenko, A. V. The ‘Seyfert 1’ optical spectra of the type II supernovae 1987F and 1988I. **The Astronomical Journal**, v. 97, p. 726–734, mar. 1989. 13

Foy, R.; Labeyrie, A. Feasibility of adaptive telescope with laser probe. **Astronomy & Astrophysics**, v. 152, p. L29–L31, nov. 1985. 25

García-Lorenzo, B.; Mediavilla, E.; Arribas, S. Spectroscopic Atlas of the Central 24''x20'' of the Seyfert 2 Galaxy NGC 1068. **The Astrophysical Journal**, v. 518, p. 190–212, jun. 1999. ix, 9

Georgakakis, A.; Tsamis, Y. G.; James, B. L.; Aloisi, A. Searching for an intermediate-mass black hole in the blue compact dwarf galaxy MRK 996. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 413, p. 1729–1734, maio 2011. 73, 75

Gnedin, N. Y. Are There Enough Ionizing Photons to Reionize the Universe by $z \sim 6$? **The Astrophysical Journal**, v. 673, p. L1–L4, jan. 2008. 7

Greene, J. E.; Ho, L. C. Estimating Black Hole Masses in Active Galaxies Using the $H\alpha$ Emission Line. **Astrophysical Journal**, v. 630, p. 122–129, set. 2005. xii, 73, 74

Groves, B. A.; Heckman, T. M.; Kauffmann, G. Emission-line diagnostics of low-metallicity active galactic nuclei. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 371, p. 1559–1569, out. 2006. 13

GUSEVA. A Spectroscopic Study of a Large Sample Of Wolf-Rayet Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 531, p. 776–803, mar. 2000. 12

Happer, W.; MacDonald, G. J.; Max, C. E.; Dyson, F. J. Atmospheric-turbulence compensation by resonant optical backscattering from the sodium layer in the upper atmosphere. **Journal of the Optical Society of America A**, v. 11, p. 263–276, jan. 1994. 25

Held, E. V.; Mould, J. R. Spectroscopy of dwarf elliptical galaxies in the Fornax cluster. **The Astronomical Journal**, v. 107, p. 1307–1319, abr. 1994. 3

Ho, L. C.; Filippenko, A. V.; Sargent, W. L. W.; Peng, C. Y. A Search for “Dwarf” Seyfert Nuclei. IV. Nuclei with Broad H alpha Emission. **The Astrophysical Journal Supplements**, v. 112, p. 391, out. 1997. 13

Hunter, D. A.; Elmegreen, B. G. Star Formation Properties of a Large Sample of Irregular Galaxies. **Astronomical Journal**, v. 128, p. 2170–2205, nov. 2004. 4

Hunter, D. A.; Elmegreen, B. G.; Baker, A. L. The Relationship between Gas, Stars, and Star Formation in Irregular Galaxies: A Test of Simple Models. **Astrophysical Journal**, v. 493, p. 595, jan. 1998. 4, 5

Hunter, D. A.; Gallagher III, J. S. Infrared colors of blue irregular galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 90, p. 1457–1463, ago. 1985. 4

Izotov, Y. I.; Stasińska, G.; Meynet, G.; Guseva, N. G.; Thuan, T. X. The chemical composition of metal-poor emission-line galaxies in the Data Release 3 of the Sloan Digital Sky Survey. **Astronomy & Astrophysics**, v. 448, p. 955–970, mar. 2006. 13

Izotov, Y. I.; Thuan, T. X. Active Galactic Nuclei in Four Metal-poor Dwarf Emission-Line Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 687, p. 133–140, nov. 2008. [13](#), [40](#)

Izotov, Y. I.; Thuan, T. X.; Guseva, N. G. Broad-Line Emission in Low-Metallicity Blue Compact Dwarf Galaxies: Evidence for Stellar Wind, Supernova, and Possible AGN Activity. **Astrophysical Journal**, v. 671, p. 1297–1320, dez. 2007. [13](#), [39](#)

James, B. L.; Tsamis, Y. G.; Barlow, M. J.; Westmoquette, M. S.; Walsh, J. R.; Cuisinier, F.; Exter, K. M. A VLT VIMOS study of the anomalous BCD Mrk996: mapping the ionized gas kinematics and abundances. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 398, p. 2–22, set. 2009. [42](#), [43](#), [58](#)

Karachentsev, I. D.; Karachentseva, V. E.; Huchtmeier, W. K.; Makarov, D. I. A Catalog of Neighboring Galaxies. **Astronomical Journal**, v. 127, p. 2031–2068, abr. 2004. [2](#)

Kauffmann, G.; Heckman, T. M.; Tremonti, C.; Brinchmann, J.; Charlot, S.; White, S. D. M.; Ridgway, S. E.; Brinkmann, J.; Fukugita, M.; Hall, P. B.; Ivezić, Ž.; Richards, G. T.; Schneider, D. P. The host galaxies of active galactic nuclei. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 346, p. 1055–1077, dez. 2003. [13](#)

Kennicutt JR., R. C. The star formation law in galactic disks. **Astrophysical Journal**, v. 344, p. 685–703, set. 1989. [5](#)

_____. Star Formation in Galaxies Along the Hubble Sequence. **Annual Review of Astronomy & Astrophysics**, v. 36, p. 189–232, 1998. [5](#), [6](#)

Kewley, L. J.; Dopita, M. A.; Sutherland, R. S.; Heisler, C. A.; Trevena, J. Theoretical Modeling of Starburst Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 556, p. 121–140, jul. 2001. [ix](#), [11](#), [12](#), [73](#)

Koepfen, J.; Theis, C.; Hensler, G. Self-regulated star-formation in chemodynamical models of galaxies. **Astronomy & Astrophysics**, v. 296, p. 99, abr. 1995. [4](#)

Koniaev, P. A.; Lukin, V. P. Thermal distortions of focused laser beams in the atmosphere. **Applied Optics**, v. 24, p. 415–421, fev. 1985. [22](#)

Krajnović, D.; McDermid, R. M.; Cappellari, M.; Davies, R. L. Determination of masses of the central black holes in NGC 524 and 2549 using laser guide star

- adaptive optics. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 399, p. 1839–1857, nov. 2009. 32, 44
- Kunth, D.; Joubert, M. Wolf-Rayet stars in 'lazy' galaxies - A statistical approach. **Astronomy & Astrophysics**, v. 142, p. 411–420, jan. 1985. 7
- Kunth, D.; Östlin, G. The most metal-poor galaxies. **Astronomy & Astrophysics Reviews**, v. 10, p. 1–79, 2000. 3, 7
- Kunth, D.; Sargent, W. L. W. Observations of wolf-rayet stars in the emission-line galaxy tololo 3. **Astronomy & Astrophysics**, v. 101, p. L5–L8, ago. 1981. 7
- Kunth, D.; Sargent, W. L. W.; Bothun, G. D. A dwarf galaxy with Seyfert characteristics. **The Astronomical Journal**, v. 93, p. 29–32, jan. 1987. 74
- Larson, R. B.; Tinsley, B. M. Star formation rates in normal and peculiar galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 219, p. 46–59, jan. 1978. 6
- Le Louarn, M.; Foy, R.; Hubin, N.; Tallon, M. Laser Guide Star for 3.6- and 8-m telescopes: Performance and astrophysical implications. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 295, p. 756–768, abr. 1998. 32
- Lee, J. C.; Gil de Paz, A.; Kennicutt JR., R. C.; Bothwell, M.; Dalcanton, J.; José G. Funes S., J.; Johnson, B. D.; Sakai, S.; Skillman, E.; Tremonti, C.; van Zee, L. A GALEX Ultraviolet Imaging Survey of Galaxies in the Local Volume. **The Astrophysical Journal Supplements**, v. 192, p. 6, jan. 2011. 5
- Lee, J. C.; Kennicutt JR., R. C.; Funes, S. J. J. G.; Sakai, S.; Akiyama, S. Dwarf Galaxy Starburst Statistics in the Local Volume. **Astrophysical Journal**, v. 692, p. 1305–1320, fev. 2009. 2
- Lequeux, J.; Peimbert, M.; Rayo, J. F.; Serrano, A.; Torres-Peimbert, S. Chemical composition and evolution of irregular and blue compact galaxies. **Astronomy & Astrophysics**, v. 80, p. 155–166, dez. 1979. 3
- Martínez-Delgado, I.; Tenorio-Tagle, G.; Muñoz-Tuñón, C.; Moiseev, A. V.; Cairós, L. M. Three-dimensional Spectroscopy of Blue Compact Galaxies: Diagnostic Diagrams. **The Astronomical Journal**, v. 133, p. 2892–2897, jun. 2007. 63
- McGaugh, S. S. Oxygen abundances in low surface brightness disk galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 426, p. 135–149, maio 1994. 3

- 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. 15
- Munoz-Tunon, C.; Tenorio-Tagle, G.; Castaneda, H. O.; Terlevich, R. Supersonic Line Broadening and the Gas Dynamical Evolution of Giant HII Regions. **The Astronomical Journal**, v. 112, p. 1636, out. 1996. 63
- MURDIN, P. **Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics**. [S.l.: s.n.], 2001. x, 30
- Noll, R. J. Zernike polynomials and atmospheric turbulence. **Journal of the Optical Society of America (1917-1983)**, v. 66, p. 207–211, mar. 1976. 19
- Osterbrock, D. E.; Ferland, G. J. **Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei**. [S.l.: s.n.], 2006. 8
- Ouchi, M.; Mobasher, B.; Shimasaku, K.; Ferguson, H. C.; Fall, S. M.; Ono, Y.; Kashikawa, N.; Morokuma, T.; Nakajima, K.; Okamura, S.; Dickinson, M.; Giavalisco, M.; Ohta, K. Large Area Survey for $z = 7$ Galaxies in SDF and GOODS-N: Implications for Galaxy Formation and Cosmic Reionization. **The Astrophysical Journal**, v. 706, p. 1136–1151, dez. 2009. 7
- Schaerer, D.; Contini, T.; Kunth, D. Populations of WC and WN stars in Wolf-Rayet galaxies. **Astronomy & Astrophysics**, v. 341, p. 399–417, jan. 1999. 7
- Schroeder, D. J. (Ed.). **Astronomical optics**. [S.l.: s.n.], 2000. ix, 26, 27
- Searle, L.; Sargent, W. L. W. Inferences from the Composition of Two Dwarf Blue Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 173, p. 25, abr. 1972. 2, 6
- Searle, L.; Sargent, W. L. W.; Bagnuolo, W. G. The History of Star Formation and the Colors of Late-Type Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 179, p. 427–438, jan. 1973. 4, 6
- Smith, D. C. High-power laser propagation - Thermal blooming. **IEEE Proceedings**, v. 65, p. 1679–1714, dez. 1977. 21

- Stasińska, G.; Cid Fernandes, R.; Mateus, A.; Sodré, L.; Asari, N. V. Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - III. How to distinguish AGN hosts. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 371, p. 972–982, set. 2006. [13](#), [74](#)
- Steinbring, E. Radio Galaxy 3C 230 Observed with Gemini Laser Adaptive-optics Integral-field Spectroscopy. **Astronomical Journal**, v. 142, p. 172, nov. 2011. [44](#)
- Steiner, J. E.; Menezes, R. B.; Ricci, T. V.; Oliveira, A. S. PCA Tomography: how to extract information from data cubes. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 395, p. 64–75, maio 2009. [35](#)
- Stone, J.; Hu, P. H.; Mills, S. P.; Ma, S. Anisoplanatic effects in finite-aperture optical systems. **Journal of the Optical Society of America A**, v. 11, p. 347–357, jan. 1994. [25](#)
- Storchi-Bergmann, T.; Schmitt, H. R.; Calzetti, D.; Kinney, A. L. Chemical Abundance Calibrations for the Narrow-Line Region of Active Galaxies. **Astronomical Journal**, v. 115, p. 909–914, mar. 1998. [1](#)
- Stuik, R.; Le Louarn, M.; Quirrenbach, A. Generalized sky coverage for adaptive optics and interferometry. In: Bonaccini Calia, D.; Ellerbroek, B. L.; Ragazzoni, R. (Ed.). **Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series**. [S.l.: s.n.], 2004. (Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, v. 5490), p. 331–337. [32](#)
- Telles, E.; Melnick, J.; Terlevich, R. The morphology of H II galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 288, p. 78–107, jun. 1997. [4](#)
- Telles, E.; Thuan, T. X.; Izotov, Y. I.; Carrasco, E. R. A Gemini/GMOS study of the physical conditions and kinematics of the blue compact dwarf galaxy Mrk 996. **Astronomy & Astrophysics**, v. 561, p. A64, jan. 2014. [42](#), [43](#), [64](#), [71](#), [73](#), [75](#)
- Thompson, L. A.; Gardner, C. S. Excimer laser guide star techniques for adaptive imaging in astronomy. In: Roddier, F. J. (Ed.). **Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series**. [S.l.: s.n.], 1989. (Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, v. 1114), p. 184–190. [25](#)
- Thornton, C. E.; Barth, A. J.; Ho, L. C.; Rutledge, R. E.; Greene, J. E. The Host Galaxy and Central Engine of the Dwarf Active Galactic Nucleus POX 52. **Astrophysical Journal**, v. 686, p. 892–910, out. 2008. [75](#)

- Thuan, T. X. Blue Compact Dwarf Galaxies: Laboratories for probing the Primordial Universe. In: Hunt, L. K.; Madden, S. C.; Schneider, R. (Ed.). **IAU Symposium**. [S.l.: s.n.], 2008. (IAU Symposium, v. 255), p. 348–360. 2
- Thuan, T. X.; Hunt, L. K.; Izotov, Y. I. The Spitzer View of Low-Metallicity Star Formation. II. Mrk 996, a Blue Compact Dwarf Galaxy with an Extremely Dense Nucleus. **Astrophysical Journal**, v. 689, p. 897–912, dez. 2008. 13, 42
- Thuan, T. X.; Izotov, Y. I.; Lipovetsky, V. A. Hubble Space Telescope Observations of the Unusual Blue Compact Dwarf Galaxy Markarian 996. **Astrophysical Journal**, v. 463, p. 120, maio 1996. x, 40, 41, 42, 64, 75
- TYSON, R. K. **Principles of Adaptive Optics**. [S.l.]: CRC Press, 2011. ix, 16, 20, 23
- Viswanathan, V. K.; Parker, J. V.; Nussmier, T. A.; Swigert, C. J.; King, W.; Lau, A. S.; Price, K. Use of adaptive optics element for wavefront error correction in the Gemini CO2 laser fusion system. In: Liebenberg, D. H. (Ed.). **Los Alamos Conference on Optics**. [S.l.: s.n.], 1979. (Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, v. 190), p. 251–257. 22, 24
- Weisz, D. R.; Dalcanton, J. J.; Williams, B. F.; Gilbert, K. M.; Skillman, E. D.; Seth, A. C.; Dolphin, A. E.; McQuinn, K. B. W.; Gogarten, S. M.; Holtzman, J.; Rosema, K.; Cole, A.; Karachentsev, I. D.; Zaritsky, D. The ACS Nearby Galaxy Survey Treasury. VIII. The Global Star Formation Histories of 60 Dwarf Galaxies in the Local Volume. **Astrophysical Journal**, v. 739, p. 5, set. 2011. 2, 5
- Westmoquette, M. S.; Exter, K. M.; Smith, L. J.; Gallagher, J. S. Gemini GMOS/IFU spectroscopy of NGC 1569 - I. Mapping the properties of a young star cluster and its environment. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 381, p. 894–912, nov. 2007. 53
- Yang, H.; Chu, Y.-H.; Skillman, E. D.; Terlevich, R. The Violent Interstellar Medium of NGC 604. **The Astronomical Journal**, v. 112, p. 146, jul. 1996. 63
- Zackrisson, E.; Bergvall, N.; Olofsson, K.; Siebert, A. A model of spectral galaxy evolution including the effects of nebular emission. **Astronomy & Astrophysics**, v. 375, p. 814–826, set. 2001. 6