

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA

**CINEMÁTICA BI-DIMENSIONAL DA
REGIÃO NUCLEAR DE GALÁXIAS
SEYFERT**

Fausto Kuhn Berenguer Barbosa

Tese realizada sob orientação da Dra.
Thaís Storchi Bergmann e apresentada
ao Instituto de Física da UFRGS em pre-
enchimento parcial dos requisitos para
obtenção do título de doutor em ciências.

Porto Alegre
Novembro - 2006

AGRADECIMENTOS

À Thaisa pelo esforço que sempre dedicou a minha pesquisa.

À minha mãe Teresinha e à minha irmã Silvia que eu nunca deixo de amar e que sempre estiveram ao meu lado quando eu precisei mesmo à distância.

Aos colegas do laboratório 1 e 2, tanto professores quanto alunos, alguns dos quais tem convivido comigo desde minha entrada no grupo de astronomia em 1996. Não faço aqui nenhuma menção em especial para não correr o risco de, injustamente, esquecer nomes.

Também aos incontáveis colegas do curso.

Aos amigos da vida não acadêmica que formam minha família em Porto Alegre e que sempre me acolheram quando precisei.

Sumário

1	Introdução	1
1.1	A cinemática da região de linhas estreitas	2
1.2	Cinemática estelar	4
1.3	Objetivos do trabalho	5
2	Amostra e Observações	8
2.1	As galáxias da amostra	8
2.1.1	NGC 2273	9
2.1.2	NGC 3227	9
2.1.3	NGC 3516	10
2.1.4	NGC 4051	11
2.1.5	NGC 4593	11
2.1.6	NGC 4941	12
2.2	Observações	12
3	Redução dos dados	15
4	Análise e modelagem dos dados	23
4.1	Cinemática das estrelas	23
4.1.1	Método de medida – correlação cruzada	23
4.1.2	Determinação de incertezas	25
4.1.3	Método de medida alternativo – ajuste direto	26
4.1.4	Modelagem do campo de velocidades radiais estelares	28
4.2	Distribuição e cinemática do gás	29
4.2.1	Método de medida da cinemática do gás	29

4.2.2	Medidas de fluxo integrado	31
4.2.3	“Tomografia” cinemática na linha de emissão	31
5	Resultados: a cinemática estelar	32
5.1	NGC 2273	33
5.2	NGC 3227	38
5.3	NGC 3516	41
5.4	NGC 4051	43
5.5	NGC 4593	45
5.6	NGC 4941	48
6	A emissão e a cinemática do gás	50
6.1	NGC 2273	51
6.2	NGC 3227	56
6.3	NGC 3516	59
6.4	NGC 4051	63
6.5	NGC 4593	67
6.6	NGC 4941	70
7	Discussão	73
7.1	Cinemática estelar	73
7.2	Cinemática do gás	76
7.3	Comparação entre a cinemática do gás e das estrelas	79
8	Sumário e Conclusões	83
A	Artigos	91
A.1	Artigo publicado: Barbosa et al. (2006)	91
A.2	Artigo publicado: Riffel et al. (2006)	107
A.3	Rascunho do artigo em submissão	119

Lista de Figuras

1.1	Diagrama aproximado mostrando a estrutura nuclear proposta pelo Modelo Unificado e as diferenças na classificação do AGN conforme a orientação.	3
3.1	Imagem dos três CCDs lado-a-lado aproximadamente na posição em que são montados no detector com a imagem dos espectros de uma das galáxias ainda não reduzidas. Nos três CCDs está projetada a imagem de 1500 espectros, 750 no lado esquerdo e 750 no lado direito.	16
3.2	Imagem dos três CCDs lado-a-lado com a imagem dos espectros de <i>flat-field</i> . A ampliação superposta mostra um detalhe da imagem onde se identificam alguns dos espectros individuais dentre os 1500 presentes na imagem.	17
3.3	Espectros típicos da nossa amostra. Os painéis da esquerda mostram o espectro nuclear correspondendo à lente com o maior fluxo em $\lambda 8500$. Os painéis da direita mostram o espectro de uma lente periférica do arranjo hexagonal $1''7$ à esquerda do centro do arranjo. Cada par de espectros em uma mesma linha de painéis corresponde à mesma galáxia que está identificada apenas no painel esquerdo do par. Os espectros foram corrigidos para o referencial de repouso e os principais acidentes espectrais são identificados por linhas verticais tracejadas.	20
3.4	Comparação entre o re-imageamento com amostragem hexagonal e o interpolado com amostragem de pixels quadrados.	22

4.1	Comparação dos mapas de σ obtidos com o método de correlação cruzada (esquerda) e com o método de ajuste direto (direita) para a galáxia NGC 2273. Nos dois mapas detecta-se o anel parcial de baixa dispersão de velocidades.	27
4.2	Diagrama aranha gerado a partir do nosso modelo com valores arbitrários para os parâmetros.	28
5.1	Mapas cinemáticos estelares de NGC 2273.	35
5.2	Perfis de dispersão de velocidades obtidos extraíndo dados do mapa de σ da galáxia NGC 2273 ao longo de pseudo-fendas de largura $0''.3$ cruzando o núcleo a PAs 52° e -38°	37
5.3	Mapas cinemáticos estelares de NGC 3227. Descrição como na Fig. 5.1 com exceção do tamanho dos mapas que aqui cobrem $3''.3 \times 4''.9$	39
5.4	Perfis de dispersão de velocidades obtidos extraíndo dados do mapa de σ da galáxia NGC 3227 ao longo de pseudo-fendas de largura $0''.3$ cruzando o núcleo a PAs 156° e 108°	40
5.5	Mapas cinemáticos de NGC 3516. Descrição como na Fig. 5.1 com exceção do tamanho dos mapas que aqui cobrem $3''.3 \times 4''.9$	42
5.6	Mapas cinemáticos de NGC 4051. Descrição como na Fig. 5.1.	44
5.7	Mapas cinemáticos de NGC 4593. Descrição como na Fig. 5.1.	46
5.8	Perfis de dispersão de velocidades obtidos extraíndo dados do mapa de σ da galáxia NGC 4593 ao longo de pseudo-fendas de largura $0''.3$ cruzando o núcleo a P.A.s 89° e 200°	47
5.9	Mapas cinemáticos de NGC 4941. Descrição como na Fig. 5.1.	49
6.1	Mapas cinemáticos do gás de NGC 2273.	53
6.2	“Tomografia”: distribuição de brilho de NGC 2273 em diferentes fatias do perfil da linha de emissão [S III], correspondendo a “bins” de velocidade de 45 km s^{-1} centrados em velocidades de -439 km s^{-1} até $+245 \text{ km s}^{-1}$	55
6.3	Mapas cinemáticos do gás de NGC 3227. Descrição como na Fig. 6.1 com exceção que os mapas nessa figura cobrem $3''.3 \times 4''.9$ e os painéis direitos superior e central mostrados aqui para comparação são os mesmos da Fig. 5.3.	57

6.4	“Tomografia”: distribuição de brilho de NGC 3227 em fatias do perfil da linha de emissão [S III], correspondendo a “bins” de velocidade de 45 km s^{-1} centrados em velocidades de -969 km s^{-1} até $+496 \text{ km s}^{-1}$	58
6.5	Mapas cinemáticos do gás de NGC 3516. Descrição como na Fig. 6.1 com exceção que os mapas nessa figura cobrem $3''.3 \times 4''.9$ e os painéis direitos superior e central mostrados aqui para comparação são os mesmos da Fig. 5.5.	61
6.6	“Tomografia”: distribuição de brilho de NGC 3516 em fatias do perfil da linha de emissão [S III], correspondendo a “bins” de velocidade de 45 km s^{-1} centrados em velocidades de -357 km s^{-1} até $+238 \text{ km s}^{-1}$	62
6.7	Mapas cinemáticos do gás de NGC 4051. Descrição como na Fig. 6.1 com exceção que os painéis direitos superior e central mostrados aqui para comparação são os mesmos da Fig. 5.6.	65
6.8	“Tomografia”: distribuição de brilho de NGC 4051 em fatias do perfil da linha de emissão [S III], correspondendo a “bins” de velocidade de 45 km s^{-1} centrados em velocidades de -498 km s^{-1} até $+281 \text{ km s}^{-1}$	66
6.9	Mapas cinemáticos do gás de NGC 4593. Descrição como na Fig. 6.1 com exceção que os painéis direitos superior e central mostrados aqui para comparação são os mesmos da Fig. 5.7.	68
6.10	“Tomografia”: distribuição de brilho de NGC 4593 em fatias do perfil da linha de emissão [S III], correspondendo a “bins” de velocidade de 45 km s^{-1} centrados em velocidades de -203 km s^{-1} até $+207 \text{ km s}^{-1}$	69
6.11	Mapas cinemáticos do gás de NGC 4941. Descrição como na Fig. 6.1 com exceção que os painéis direitos superior e central mostrados aqui para comparação são os mesmos da Fig. 5.9.	71
6.12	“Tomografia”: distribuição de brilho de NGC 4941 em fatias do perfil da linha de emissão [S III], correspondendo a “bins” de velocidade de 45 km s^{-1} centrados em velocidades de -571 km s^{-1} até $+436 \text{ km s}^{-1}$	72

7.1	Dispersão de velocidades estelar contra dispersão de velocidades do gás. A linha reta indica a linha de correlação $y = x$	81
7.2	Dispersão de velocidades estelar contra dispersão de velocidades do gás para as seis galáxias da amostra. Cada ponto corresponde a uma posição para a qual foi possível realizar as duas medidas. A linha reta indica a linha de correlação $y = x$	82

Lista de Tabelas

2.1	Nas colunas de 1 a 6 listamos a identificação da galáxia, as coordenadas, o tipo de Hubble, o tipo de Seyfert e o redshift. Na coluna 7 listamos a escala na galáxia e nas colunas 8 e 9 listamos o tamanho do elemento de resolução.	8
2.2	Detalhes das observações.	13
4.1	Parâmetros do modelo cinemático.	30
7.1	Comparação entre nossas medidas de σ e medidas publicadas na literatura. Colunas 2 e 3: nossas medidas; colunas 4 e 5: valores da literatura e aberturas correspondentes. Erro máximo em σ : ± 15 km s ⁻¹	75
7.2	Variação da energia por átomo de enxofre.	78

Resumo

Apresentamos mapas bidimensionais (2D) do campo de velocidades estelar e do gás dos ~ 5 segundos de arco ($''$) centrais de seis galáxias ativas próximas, usando espectros obtidos com o IFU (*Integral Field Unit*) do instrumento GMOS do telescópio Gemini Norte. Os dados cobrem o intervalo espectral de 8000 a 9500 Å com resolução espectral ~ 3000 e cobertura espacial de $6''.8 \times 4''.9$ ($3''.4 \times 4''.9$ para duas galáxias) com resoluções angulares $\leq 1''$. As observações são amostradas espacialmente com lentes de $0''.2$, correspondendo a extensões espaciais de 10 a 30 pc nas galáxias. A resolução espacial vai de 20 a ~ 180 pc, e o campo observado cobre algumas poucas centenas de parsecs ao redor dos núcleos.

As linhas de absorção do triplete do Ca II em $\approx 8500\text{Å}$ foram usadas para medir as velocidades radiais e dispersões de velocidades estelares. O campo de velocidade radial é dominado por rotação em todas as galáxias. Um modelo cinemático simples assumindo um sistema que possui apenas rotação em órbitas circulares em um plano foi ajustado às medidas de velocidade radial. O *turnover* da curva de rotação ocorre a apenas ≈ 50 pc do núcleo para NGC 4051 e entre 200 e 700 pc para as outras 5 galáxias. O mapa de dispersão de velocidades (σ) mostra os maiores valores ($100 \geq \sigma \geq 150 \text{ km s}^{-1}$) no centro. No caso de NGC 2273 e NGC 3227, existe uma redução para $\sigma \approx 70\text{--}80 \text{ km s}^{-1}$ a $\approx 200\text{--}300$ pc do núcleo, delineando anéis parciais de baixos valores de σ . Um anel parcial similar parece estar presente a ≈ 400 pc do núcleo, também em NGC 4593. Interpretamos estes anéis de baixos valores de σ como sinais de uma população estelar recentemente formada que mantém parcialmente a cinemática (mais “fria”) do gás original a partir do qual as estrelas se formaram. Em NGC 3516 também detectamos uma redução de σ em direção à periferia da galáxia onde o σ assume valores de $\approx 80\text{--}90 \text{ km s}^{-1}$ a ≈ 400 pc do núcleo na direção do eixo maior da galáxia.

A linha de emissão em [S III] $\lambda 9069$ foi usada para obter a distribuição e os campos de velocidade do gás. As velocidades radiais e dispersões de velocidade σ 2D foram obtidas ajustando um perfil gaussiano simples à linha de emissão [S III]. Os perfis da linha de emissão foram “fatiados” em *bins* de velocidade, permitindo a obtenção de mapas mostrando a distribuição do gás no espaço de velocidades, o que mostrou-se uma ferramenta útil

para identificar diferentes componentes cinemáticas do gás. Comparamos nossos mapas com imagens em fluxo rádio obtidos com o *Very Large Array* VLA em 3.6 e 20 cm e encontramos boa correspondência das estruturas cinemáticas e em fluxo dos mapas em [S III] com às dos mapas rádio. Em diversos casos encontramos estruturas em fluxo [S III] estendidas associadas a regiões *blueshifted* ou *redshifted* que foram interpretadas como *outflows* do gás a partir do núcleo. Estes *outflows* parecem ser o resultado da interação do jato rádio com o meio interestelar (ISM) da região nuclear da galáxia hospedeira. Estruturas com altos valor de σ são também vistas em associação com estes *outflows* permitindo o cálculo da variação da energia cinética do gás resultante da energia depositada pelo jato rádio no ISM circumnuclear. Encontramos regiões de alto σ com velocidades em excesso de 500 ou mesmo 900 km s⁻¹ nestas regiões em relação às regiões vizinhas.

A comparação entre o σ do gás e das estrelas mostra que a cinemática do gás e das estrelas não são correlacionadas. Enquanto que o σ estelar não varia muito dentro de cada galáxia, o σ do gás pode variar bastante, desde ~ 100 km s⁻¹ até várias centenas de km s⁻¹. Como a cinemática estelar é dominada pelo potencial gravitacional do bojo galáctico, pode ser concluído que o mesmo não vale para a cinemática do gás. Tanto gás mais frio quanto gás mais quente que as estrelas são observados.

A principal inovação do trabalho aqui apresentado é a resolução espacial sem precedentes alcançada em um estudo 2D de cinemática estelar e do gás da região nuclear de galáxias Seyfert usando um IFU. Os poucos estudos similares disponíveis na literatura para galáxias Seyfert tem uma resolução bastante pior do que a nossa e/ou são restritos ao estudo da cinemática do gás.

Abstract

We present two-dimensional (2D) mapping of the stellar and gas velocity field of the inner ~ 5 arcseconds ($''$) of six nearby active galaxies, using spectra obtained with the Integral Field Unit of the GMOS instrument at the Gemini North telescope. The data covers the spectral range 8000 to 9500 Å with spectral resolution ~ 3000 and spatial coverage of $6''.8 \times 4''.9$ ($3''.4 \times 4''.9$ in two galaxies) with arcsecond and subarcsecond angular resolutions. The sampling of the observations is $0''.2$, corresponding at the galaxies to spatial extents ranging from 10 to 30 pc. The spatial resolution ranges from 20 to about 180 pc, and the observed field of view covers a few hundred parsecs around the nuclei.

The Calcium II triplet absorption features at $\approx 8500\text{Å}$ were used to measure the stellar radial velocities and velocity dispersions. The radial velocity fields are dominated by rotation in all galaxies. A simple kinematical model assuming a purely rotating system with circular orbits in a plane was fitted to the radial velocity data. The turnover of the rotation curve occurs at only ≈ 50 pc from the nucleus for NGC 4051 and between 200 and 700 pc for the other 5 galaxies. The velocity dispersion (σ) maps show the largest values ($100 \geq \sigma \geq 150 \text{ km s}^{-1}$) at the centre. In the cases of NGC 2273 and NGC 3227, there is a decrease to $\sigma \approx 70\text{--}80 \text{ km s}^{-1}$ at $\approx 200\text{--}300$ pc from the nucleus, delineating partial rings of low σ values. A similar partial ring seems to be present at ≈ 400 pc from the nucleus also in NGC 4593. We interpret these low σ rings as traces of recently formed stars that partially keep the cold kinematics of the original gas from which they have formed. In NGC 3516 there is a decrease of σ outwards along the direction of the galaxy major axis, where σ reaches $\approx 80\text{--}90 \text{ km s}^{-1}$ at ≈ 400 pc from the nucleus.

The [S III] $\lambda 9069$ emission line was used to obtain the gas distributions and velocity fields. The 2D radial velocity and velocity dispersion were obtained by fitting a single gaussian profile to the [S III] emission line. The emission line profiles were also “sliced” into velocity bins, a useful tool which allowed a better discrimination of the different kinematic gas components. We compared our results against VLA radio 3.6 and 20 cm flux images and found good correspondence of the kinematical and flux structures seen in our [S III] maps with those seen in radio. In several cases we found elongated

[S III] flux structures associated to blue or redshifted regions interpreted as one- or two-sided gas outflows. These outflows seem to be the result of the interaction of the radio jet with the circumnuclear interstellar medium (ISM) of the host galaxy. High velocity dispersion structures are also seen in association with these outflows allowing the calculation of the variation of the gas kinetic energy as a result of the energy deposited by the radio jet on the circumnuclear ISM. We found high σ regions with velocities in excess of 500 or even 900 km s⁻¹ in those regions.

The comparison of the [S III] and stellar velocity dispersions shows that they are not correlated at all. While the stellar σ do not vary much within each galaxy, the gaseous σ may vary a lot, from under ~ 100 km s⁻¹ to several hundred km s⁻¹. As the stellar kinematics is dominated by the galaxy bulge gravitational potential, it can be concluded that the gas kinematics is not. Both gas "colder" and "hotter" than the stars are observed.

The main novelty of the present work is the unprecedented spatial resolution reached by a 2D study of stellar and gas kinematics in the circumnuclear region of Seyfert galaxies using an IFU. The few similar IFU studies available in the literature for Seyfert galaxies have a much poorer spatial resolution and/or are restricted to the study of emission line kinematics.

Capítulo 1

Introdução

O primeiro espectro de uma galáxia com núcleo ativo (AGN: active galactic nuclei) foi observado em 1908, mas foi só em 1943 que Carl Seyfert se deu conta que estas galáxias se distinguem das normais. Uma das características incomuns era seu alto brilho nuclear compatível com uma produção de energia tão alta quanto a energia estelar emitida por todo o resto da galáxia. Essas galáxias receberam o nome de seu descobridor, Seyfert, sendo também conhecidas como galáxias ativas. O nome “galáxias ativas” é usado atualmente para designar não só galáxias Seyfert mas também outros casos semelhantes, de núcleos mais ou menos luminosos, que compreendem os Quasares, Rádio-galáxias, LINERS, etc. Neste trabalho, entretanto, nos restringimos ao estudo de uma amostra de galáxias Seyfert.

Uma das teorias desenvolvidas para explicar a fonte de tanta energia propõe que no núcleo dessas galáxias existe um buraco negro super-massivo ($\geq 10^6 M_{\odot}$; M_{\odot} : massa solar) que, devido ao seu forte campo gravitacional, captura a matéria circundante através de um disco de acreção de matéria. Esse processo transforma energia gravitacional em energia luminosa por dissipação devido à viscosidade do disco (Peterson 1997; Krolik 1999). A radiação assim criada ioniza o meio circundante produzindo linhas de emissão com larguras $> 10^3 \text{ km s}^{-1}$, mais largas do que as linhas formadas em núcleos de galáxias normais ou regiões H II (que tem larguras da ordem de $\lesssim 10^2 \text{ km s}^{-1}$). Porém nem todas as galáxias Seyfert emitem linhas largas. As galáxias que emitem linhas largas apresentam, em seus espectros, um contínuo do tipo lei de potência ao passo que as galáxias Seyfert em que não vemos as linhas largas, o contínuo é menos brilhante e nem sempre é

dominado por um contínuo tipo lei de potência. Essas diferenças levaram a uma subdivisão na classificação das galáxias Seyfert em galáxias Seyfert 1 e Seyfert 2, sendo que as de tipo 1 mostram as linhas largas e as de tipo 2 apresentam somente linhas estreitas.

Antonucci (1993) propõe o Modelo Unificado em que essa diferença nas galáxias Seyfert é explicada pela diferença na orientação do AGN em relação ao observador conforme ilustrado na Fig. 1.1. O Modelo Unificado propõe que o buraco negro seja circundado por um disco de gás chamado **disco de acreção** e que serve como fonte de matéria para o processo de acreção e tal disco é, por sua vez, circundado por um **toro denso** molecular que faz o papel de agente colimador devido ao grande obscurecimento causado à radiação que nele incide. Nesse modelo a região onde são produzidas as linhas largas ou **BLR** (Broad Line Region) se encontra circundada pelo toro. O toro, segundo o modelo, é o responsável pelo obscurecimento tanto do contínuo nuclear como da região onde são produzidas as linhas largas e portanto, em galáxias em que nossa direção de observação é tal que não recebemos luz direta da BLR, somente enxergamos a região produtora de linhas estreitas NLR (Narrow Line Region) que, por ser mais estendida, não sofre o obscurecimento do toro. As galáxias em que podemos ver a BLR são chamadas de Seyfert 1 e por sua vez aquelas em que não vemos diretamente a BLR são chamadas de Seyfert 2.

1.1 A cinemática da região de linhas estreitas

O imageamento através de filtros de bandas estreitas tem sido uma ferramenta importante na investigação da estrutura, excitação e mecanismos de colimação das regiões nucleares de galáxias Seyfert próximas, onde a NLR ou região de linhas estreitas estendida (ENLR) são resolvidas (ver Wilson 1997, para uma revisão). A maior parte dos estudos usando imagens da NLR tem se concentrado nas linhas óticas $[\text{O III}]\lambda\lambda 4959,5007$ e $\text{H}\alpha + [\text{N II}]\lambda\lambda 6548,6584$ e, entre estas imagens, as obtidas pelo telescópio espacial Hubble (HST) mostram cones que se estendem a várias dezenas e mesmo centenas de parsecs do núcleo como nos casos de NGC 1068 (Evans et al. 1991), NGC 4151 (Evans et al. 1993), NGC 5728 (Wilson et al. 1993) e Mrk 3 (Capetti et al. 1996). Schmitt & Kinney (1996)

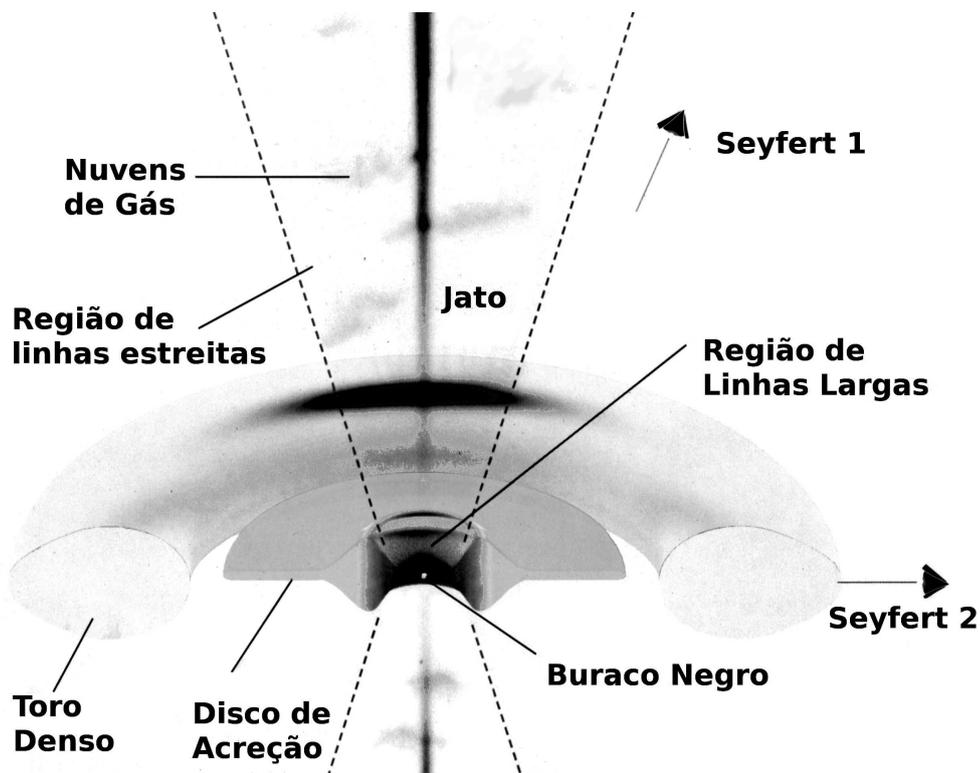


Figura 1.1: Diagrama aproximado mostrando a estrutura nuclear proposta pelo Modelo Unificado e as diferenças na classificação do AGN conforme a orientação.

apresentam uma coleção de imagens [O III] de galáxias Seyfert 1 e 2, obtidas com o HST, que mostram também esse tipo de estrutura.

As imagens óticas do HST mostram também, algumas vezes, filamentos e estruturas que se assemelham a casulos ao redor de jatos rádio como em Mrk 3, Mrk 1066 e Mrk 573 (Capetti et al. 1995, 1996; Bower et al. 1995; Pogge 1995). Combinando estes resultados com o de trabalhos de espectroscopia realizados também com o HST (Winge et al. 1997; Axon et al. 1998) conclui-se que, pelo menos nesses objetos, a morfologia e a cinemática são determinadas pelas interações entre o jato rádio emitido a partir das partes centrais do disco de acreção e o gás do ambiente da galáxia (ISM de agora em diante). A técnica de espectroscopia de fenda longa tem também permitido o estudo dos efeitos de choques e estimativa da extensão da NLR em galáxias Seyfert (Bennert et al. 2006).

Estudos espectroscópicos da NLR resolvidos espacialmente (IFU) permitem obter simultaneamente informações sobre a distribuição de brilho em linhas de

emissão, construir mapas de propriedades físicas do gás como temperatura, densidade eletrônica ou nível de ionização e excitação do gás e, também determinar propriedades cinemáticas do gás. O mapeamento da cinemática do gás, em particular, pode ser usado para investigar: (1) possíveis *inflows* de matéria interestelar para alimentar o buraco negro; (2) o potencial central da galáxia; (3) interações entre o AGN e o ISM das galáxias no entorno do núcleo.

1.2 Cinemática estelar

O paradigma atual da evolução de galáxias é de que todas as galáxias que formam um bojo estelar, também formam um buraco negro super-massivo (SMBH) no seu centro (Ferrarese & Merrit 2000; Gebhardt et al. 2000). Neste cenário, as galáxias ativas são aquelas em que está ocorrendo acreção de matéria ao buraco negro central enquanto que nas não ativas, o buraco negro, embora presente, não está acretando matéria. Dentro deste paradigma, os problemas que ainda não foram resolvidos no estudo da atividade nuclear é explicar como ocorre a alimentação do buraco negro central e os mecanismos que levam ao crescimento da sua massa proporcionalmente à massa do bojo estelar da galáxia.

Em média, a grande distância até as galáxias com AGN tem dificultado o estudo da dinâmica estelar na região sob influência do potencial gravitacional do SMBH. Somente com o Telescópio Espacial Hubble foi possível fazer esse estudo para poucas galáxias próximas (Cecil et al. 2002, Magorrian et al. 1998).

Estudos sobre o potencial gravitacional de galáxias Seyfert em escalas de kiloparsecs (Nelson & Whittle 1995, 1996) indicam que a razão massa-luminosidade média nessas galáxias é menor que em galáxias não ativas, provavelmente devido à presença de uma população estelar jovem nas vizinhanças do núcleo (Oliva et al. 1995, 1999).

Estudos recentes da cinemática estelar em escalas menores que 100 pc têm encontrado quedas nas dispersões de velocidades (σ -*drops*) em torno dos núcleos de algumas galáxias Seyfert (Emsellem et al. 2001, Márquez et al. 2003). Emsellem et al. (2001) encontraram um σ -*drop* em 4 galáxias Seyfert, com dispersões de velocidades caindo, por exemplo, de 220 km s^{-1} para $145 \text{ km s}^{-1} \pm 5 \text{ km s}^{-1}$ em escalas de $\sim 300 \text{ pc}$ em torno do núcleo. Essas quedas foram atribuídas a

presença de uma população estelar jovem ou de idade intermediária que não compartilha o mesmo campo de velocidades das estrelas do bojo. Esta interpretação está de acordo com um cenário evolutivo que vem sendo proposto (Schmitt et al. 1999, Cid Fernandes et al. 2001) e sua relação com o ambiente da galáxia hospedeira (Storchi-Bergmann et al. 2001).

Wozniak et al. (2003) fizeram simulações de N-corpos + SPH (smoothed particle hydrodynamics) para estudar a formação destes σ -drops. Eles propõem que o decréscimo na dispersão de velocidades requer a presença de uma componente dinamicamente fria e assumem que esta seja formada por estrelas jovens criadas a partir de gás que chegou às regiões internas da galáxia através de queda para a região nuclear através de uma barra. As estrelas recém criadas se formam, então, a partir de gás com dispersão de velocidade baixa e o σ -drop aparece onde o disco estelar jovem contribui significativamente para a luminosidade da galáxia. As simulações mostram que os σ -drops assim gerados podem permanecer visíveis por centenas de milhões de anos (Myr).

A determinação da cinemática estelar resolvida bi-dimensionalmente em galáxias permite determinar o potencial central e conseqüentemente a distribuição de massa destas. Particularmente em galáxias ativas procuramos identificar desvios do potencial que indiquem quebra da simetria axial do potencial capazes de ativar o transporte de matéria para o núcleo ou mesmo perturbações tipo anéis estelares nucleares que tracam depósitos de matéria que podem evidenciar alguma etapa do processo de transporte de matéria para o núcleo.

1.3 Objetivos do trabalho

Nosso objetivo com o presente trabalho é produzir um mapeamento detalhado da cinemática do gás e das estrelas no entorno de núcleos Seyfert utilizando a técnica de observação IFU com alta resolução angular (alta resolução espacial nas galáxias) ainda não disponível na literatura.

A partir da cinemática das estrelas vamos investigar os mecanismos que podem levar ao crescimento da massa do buraco negro central, bem como do bojo estelar. Um resultado relevante é a detecção de σ -drops como descrito acima, que assinalam a presença de estrelas jovens, que sugerem uma forma de crescimento

do bojo.

A partir da cinemática do gás nosso objetivo é entender a natureza da NLR: em que fração a sua cinemática é dominada pelo potencial gravitacional da galáxia? Em que fração ela é determinada pela interação do gás ambiente da galáxia com a radiação e os jatos de partículas emitidos pelo núcleo ativo?

A maioria dos estudos cinemáticos da região central de galáxias ativas publicados até a presente data são baseados em observações de espectros de fenda longa que traçam a dinâmica das estrelas e do gás apenas nas direções cobertas pela fenda (Emsellem et al. 2001). Nos últimos anos o emprego da espectroscopia de campo integral vem crescendo (Ferruit et al. 2004) com a instalação de instrumentos deste tipo em grandes telescópios, como é o caso do SAURON no telescópio William Herschel ou do OASIS no telescópio Canada-France-Hawaii. O uso da espectroscopia integral permite fazer o mapeamento bi-dimensional das propriedades mensuráveis a partir de espectros (Sosa-Brito et al. 2001).

No presente trabalho usamos a técnica de espectroscopia de campo integral, com a unidade IFU (Integral Field Unit) do instrumento GMOS (Gemini Multi-Object Spectrograph) montado no telescópio de 8 m Gemini Norte, com objetivo de mapear a cinemática estelar e do gás da região nuclear de galáxias Seyfert próximas. Os detalhes sobre o instrumental usado para a aquisição de dados são discutidos no capítulo 2 e o processo de redução é discutido no capítulo 3.

Escolhemos uma amostra de 6 galáxias Seyfert próximas, discutida no capítulo 2, para as quais fizemos o mapeamento bi-dimensional do campo de velocidades radiais e das dispersões de velocidade das estrelas e do gás. Para o gás, fizemos ainda mapas de distribuição de brilho da linha de emissão [S III] $\lambda 9069$ em “canais de velocidade”. Por ser um processo em que a linha de emissão é “fatiada” em diversos canais de velocidade, chamaremos cada um dos mapas de *fatia* e o processo pelo qual a linha é dividida em fatias chamaremos de *fatiamento*.

Para fazer as medidas de cinemática estelar, calculamos a correlação cruzada entre espectros das galáxias na região do triplete do cálcio e espectros de estrelas de calibração cinemáticas. Fizemos uma modelagem simples do campo de velocidades radial das estrelas usando o potencial de um esferóide de Plummer. Tal modelagem nos permitiu obter parâmetros como o centro cinemático da galáxia, ângulo da linha dos nodos e velocidade sistêmica da galáxia. A modelagem

também é discutida no capítulo 4. Procuramos por estruturas nos mapas de dispersão de velocidades estelar, em particular por σ -*drops* indicando formação estelar recente.

A cinemática do gás foi mapeada fazendo ajustes de gaussianas à linha de emissão [S III]. Os detalhes sobre as técnicas usadas nas medidas bem como sobre o processo de fatiamento da linha [S III] são discutidos no capítulo 4. Os mapas cinemáticos do gás foram analisados procurando por assinaturas de perturbações do campo cinemático tais como *inflows* e *outflows* e largura de linhas de emissão alta indicando interação entre material ejetado pelo AGN e o gás interestelar circumnuclear. Tais estruturas quando encontradas são, caso-a-caso, confrontadas com a multiplicidade de dados em diversos comprimentos de onda disponíveis na literatura sobre cada galáxia, e então, fazemos uma interpretação das estruturas encontradas em cada galáxia. Particularmente confrontamos nossos mapas cinemáticos e de distribuição de brilho do gás com mapas rádio em 3.6 e 20 cm. A apresentação dos mapas cinemáticos e a interpretação de suas estruturas é feita nos capítulos 5 e 6.

No capítulo 7 discutimos os nossos resultados à luz dos paradigmas atuais da pesquisa em galáxias ativas descrevendo, então, quais são nossos resultados mais importantes. No capítulo 8 apresentamos um sumário do nosso trabalho e nossas conclusões finais.

O presente trabalho deu origem ao artigo científico Barbosa et al. (2006) publicado no periódico *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* anexado à tese no apêndice A.1 em que apresentamos os resultados da cinemática estelar. Um outro artigo, com os resultados da cinemática do gás está em preparação. A versão atual do mesmo encontra-se também anexada no apêndice A.3. Além destes dois trabalhos, colaborei com o trabalho de Riffel et al. (2006) na parte de redução e análise de dados. Anexamos também este trabalho no apêndice A.2.

Capítulo 2

Amostra e Observações

2.1 As galáxias da amostra

As 6 galáxias Seyfert observadas foram escolhidas por serem as mais próximas para as quais estudos de cinemática com resolução espacial melhor que $1''$ ainda não foram feitos. Para estas galáxias, a resolução espacial disponível permite detectar a queda na dispersão de velocidades que outros autores encontraram em outras galáxias (Emsellem 2004 e suas referências), se tais quedas estiverem presentes. Além disso, como o intervalo espectral observado inclui também a linha de emissão [S III], demos preferência para galáxias com emissão forte nessa linha (a partir de espectros publicados na literatura) com o intuito de obter também a cinemática do gás ionizado. Na tabela 2.1 listamos as propriedades das galáxias observadas.

Nome	R.A.	Dec.	Tipo Morf.	Tipo de Seyfert	z	Escala pc/(")	Qualid. da imagem (")	pc
NGC 2273	06h40m07.09s	60d04m50.4s	SBa	Sy2	0.007	120	1.00	120
NGC 3227	10h23m30.59s	19d51m53.99s	SAB pec	Sy1.5	0.00386	84	0.80	67
NGC 3516	11h06m47.49s	72d34m06.88s	S0	Sy1.5	0.00884	183	0.98	180
NGC 4051	12h03m09.61s	44d31m52.80s	SABbc	Sy1.5	0.00234	45	0.50	23
NGC 4593	12h39m39.42s	-05d20m39.3s	SBb	Sy1	0.009	174	0.49	85
NGC 4941	13h04m13.14s	-05d33m05.8s	Sab	Sy2	0.0037	72	0.40	29

Tabela 2.1: Nas colunas de 1 a 6 listamos a identificação da galáxia, as coordenadas, o tipo de Hubble, o tipo de Seyfert e o redshift. Na coluna 7 listamos a escala na galáxia e nas colunas 8 e 9 listamos o tamanho do elemento de resolução.

2.1.1 NGC 2273

NGC 2273 é uma galáxia de tipo SB(r)a (van Driel & Buta 1991, Aguerri, Beckman & Prieto 1998) com atividade Seyfert 2 que está a uma distância de 25 Mpc (para $H = 75 \text{ km s}^{-1}$, valor que será usado em todo o trabalho). Em Ulvestad & Wilson (1984) o mapa rádio em 6 cm mostra o núcleo resolvido em duas componentes separadas por $0.9''$ na direção E-W.

Ferruit, Wilson & Mulchaey (2000) obtiveram imagens em banda larga e em linhas de emissão [N II]+H α com o telescópio espacial Hubble e resolveram o ovóide central que consiste de uma estrutura linear orientada ao longo do ângulo de posição (PA) $\sim 10^\circ$ com semi-eixo maior medindo $2''.5$ envolvida por duas estruturas em forma de arco formando um anel nuclear parcial. Eles sugerem que a emissão desse anel, também detectado fracamente em [O III], se origina em regiões H II. Esse anel parcial também aparece no mapa de cor $\log(F547M/F791W)$ que apresenta os valores mais baixos a NW indicando que este é o lado mais próximo do anel. Pela comparação entre os mapas de emissão [O III] e [N II]+H α eles concluem que existe uma estrutura em forma de jato que se estende por $2''$ a E do núcleo e é alinhada com as estruturas rádio observadas em 6 cm.

Em um trabalho posterior usando imagens HST e mapas de cor, Erwin & Sparke (2003) classificaram o anel nuclear como um anel de formação estelar. Modelando o perfil de brilho da galáxia eles também concluem que a estrutura linear nuclear previamente classificada por Mulchaey & Regan (1997) como uma barra é, na verdade, um braço espiral.

Sua alta luminosidade em $10 \mu\text{m}$ e índice H-K já havia levado à conclusão que esta galáxia possui um *starburst* na região nuclear *starburst* (Devereux 1989, Young & Devereux 1991).

2.1.2 NGC 3227

A galáxia NGC 3227 é uma galáxia tipo SAB(s) pec (de Vaucouleurs et al. 1991) com atividade Seyfert 1 que está a uma distância de 17.3 Mpc. Encontra-se em interação com a galáxia elíptica NGC 3226.

Gonzalez Delgado & Perez (1997) encontraram traços de população estelar jovem no espectro óptico nuclear.

Através de observações em HI, Mundell et al. (1995) concluem que o disco galáctico é inclinado 56° em relação ao plano do céu e o eixo maior corre ao longo do ângulo de posição P.A. = 158° . Eles também calcularam que a massa de HI do disco galáctico é $5.7 \times 10^8 M_\odot$.

Um mapa em banda estreita, na linha de $H_2 \lambda 2.121 \mu\text{m}$ obtido com o HST/NICMOS por Quillen et al. (1999) revela emissão estendida ao longo de P.A. $\sim 100^\circ$. Meixner et al. (1990) obtiveram mapas ^{12}CO (1-0) mostrando emissão nuclear em dois picos separados por $2''$ ao longo da direção E-W e também emissão estendida de SE a NW a 30° do eixo maior da galáxia (que aponta na direção da companheira NGC 3226). Fernandez et al. (1999) explicou esses mapas com um modelo de disco nuclear de gás de 100 pc de diâmetro com eixo maior ao longo de P.A. $\sim 100^\circ$. Mapas de melhor resolução em ^{12}CO (1-0) e ^{12}CO (2-1) (Schinnerer, Eckart & Tacconi 2000) mostram que a região central é resolvida em uma estrutura tipo anel não uniforme com raio $\sim 3''$ com o lado E seis vezes mais brilhante que o lado W. Eles também vêem as extensões para SE e NW e uma barra nuclear conectando o anel à componente estendida NW. Pela análise cinemática de seus dados, concluíram que um disco de gás curvo produz uma descrição melhor dos movimentos do que uma barra.

2.1.3 NGC 3516

NGC 3516 é uma galáxia tipo S0 com núcleo Seyfert 1 na qual foi detectada pela primeira vez variabilidade nas linhas de emissão (Andrillat & Souffrin 1968). Weaver Gelbord & Yaqoob (2001) detectaram variabilidade em raios-X, no contínuo e na linha $K\alpha$. Regan & Mulchaey (1999) usaram imagens do telescópio Hubble para mostrar que um padrão espiral de poeira domina a morfologia nuclear. Com base em imagens na banda J , Quillen et al. (1999) propuseram que esta galáxia é duplamente barrada. Nagar et al. (1999) encontraram um jato rádio ao longo do P.A. $\sim 10^\circ$. Malkan, Gorjian & Tam (1998) mostraram que o lado N da galáxia é o mais próximo e, portanto, o jato está projetado contra o lado mais próximo da galáxia o que não é usual. Imagens em banda estreita, nas linhas $H\alpha + [\text{N II}]$ e $[\text{O III}]$ mostram emissão circumnuclear em forma de “Z” estendida por $\sim 20''$ de SW a NE (Pogge 1989, Miyaji, Wilson & Perez-Fournon 1992, Ferruit et al.

1998). As velocidades dessas estruturas não podem ser reproduzidas com modelos de rotação, sendo, por outro lado, explicadas como sendo um *outflow* nuclear curvo por Mulchaey et al. (1992) ou como uma jato rádio precessionando por Veilleux, Tully, & Bland-Hawthorn (1993). Ferruit et al. (1998) reporta a associação entre uma região emissora de [O III] em forma de arco a $1''.7$ do núcleo na direção N em coincidência espacial com o máximo de emissão do jato rádio a N visto em 6 e 20 cm. Não existem regiões H II no disco segundo Delgado et al. (1997).

2.1.4 NGC 4051

A galáxia NGC 4051 hospeda um núcleo Seyfert 1.5 e recebe a classificação morfológica SAB(rs)bc. A partir de uma imagem do arquivo do Telescópio Espacial Hubble em [O III], Schmitt & Kinney (1996) encontram uma fonte nuclear não resolvida com uma componente tênue estendida a P.A. = 100° por $1''.2$ a partir do núcleo, similarmente a estrutura rádio 6 cm observada por Ulvestad & Wilson (1984) que consta de um núcleo com duas componentes separadas por $0''.4$ aproximadamente na direção E-W. Em rádio 6 e 20 cm, porém em resolução de $1''$ Ho & Ulvestad (2001) detectam uma componente rádio estendida a SW e NE do núcleo em P.A. $\sim 45^\circ$. Veilleux (1991) encontrou asas azuis nas linhas proibidas e explicou isso como sendo devido a um *outflow* de gás observado em *blueshift* e poeira obscurecendo a componente de *outflow* que se move no sentido oposto. Os fluxos no infravermelho médio e distante são explicados como sendo devidos a poeira quente por Rodriguez Espinosa et al. (1996) e Contini & Viegas (1999). Variabilidade em escadas de tempo de centenas de segundos foi observada em raios-X por Lawrence et al. (1985) e em 6 meses Salvati et al. (1993) detectaram uma mudança no fluxo em $2.2 \mu\text{m}$ por um fator 2. Usando mapas em raios-X da região nuclear, Singh (1999) propôs que existe uma componente devida a atividade nuclear e outra devida a um *starburst* estendido.

2.1.5 NGC 4593

A galáxia de tipo (R)SB(rs)b NGC 4593 hospeda um núcleo Seyfert 1 variável conforme detectado em raios-X por Weaver Gelbord & Yaqoob (2001) e, tam-

bém, em estudos fotométricos óticos e infravermelhos por Winkler et al. (1992), Kotilainen, Ward & Williger (1993), Kotilainen & Ward (1994) e espectroscopia por Kollatschny & Fricke (1985), Crenshaw (1986) e Morris & Ward (1988). Em uma imagem na linha de emissão $H\alpha$, Gonzalez Delgado et al. (1997) encontram gás ionizado distribuído em um halo nuclear de raio $\sim 2 - 3''$ alongado na direção N-S e nas bordas desse halo algumas regiões emissoras que formam o que eles sugerem ser um anel de formação estelar incompleto com eixo menor medindo $\sim 5''.7$ na direção N-S. Regiões H II são detectadas nos braços espirais mas não são encontradas na barra (Evans et al. 1996).

2.1.6 NGC 4941

A galáxia NGC 4941 tem classificação morfológica Sab(s)II, porém, Sandage (1961) diz que os critérios de classificação para essa galáxia conflitam entre si e ela poderia ser classificada, inclusive, como Sc. Maiolino, Risaliti & Salvati (1999) calcularam, pelos fluxos em raios-X moles e duros, que a região nuclear tem uma densidade de coluna $N_H = 4.5 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$. A emissão [O III] (Pogge 1989) tem uma morfologia tipo halo estendida a $\sim 10''$ do núcleo enquanto que a imagem em $H\alpha$ mostra regiões H II nos braços espirais. Schmitt et al. (2001) encontraram emissão rádio resolvida em duas componentes separadas por 15 pc ao longo de P.A. = -25° .

2.2 Observações

As observações foram feitas no telescópio de 8 m Gemini Norte em três turnos em 12/2002 (turno 1), 03/2003 (turno 2) e 02/2004 (turno 3) (veja a tabela 2.2 para alguns detalhes das observações).

Para a aquisição dos dados usamos o espectrógrafo GMOS (*Gemini Multi-Object Spectrograph*) operando no modo IFU (*Integral Field Unity*). Neste modo de operação, este instrumento é capaz de obter até 1500 espectros simultaneamente, sendo 1000 no campo principal e mais 500 no campo de céu que se encontra afastado por 1 minuto de arco do campo principal. Tanto o campo principal quanto o campo de céu são formados por arranjos hexagonais de lentes

PROGID	Data (MM/YYYY)	Galáxia obs.	Campo (")	T. de Exp. (s)	Rede/ Filtro	Cobert. espec. (Å)
GN-2002B-Q-15	12/2002	NGC 3227	3.5×5	1440	R400/RG610_G0307	6400 - 10400
		NGC 3516		1440	R400/RG610_G0307	
		BD +31 22 14				
GN-2003A-Q-20	03/2003	NGC 4051	7×5	1800	R400/CaT_G0309	8250 - 9450
		NGC 4941		1800	R400/CaT_G0309	
		BD +21 24 25				
GN-2004A-Q-1	02/2004	NGC 2273	7×5	3600	R400/CaT_G0309	7700 - 9500
		NGC 4593		3600	R400/CaT_G0309	
		BD +31 22 14				

Tabela 2.2: Detalhes das observações.

que cobrem $7'' \times 5''$ (campo principal) e $3.5'' \times 5''$ (campo de céu) no modo de duas fendas ou $3.5'' \times 5''$ e $1.75'' \times 5''$, respectivamente, no modo de uma fenda. A luz que chega aos dois arranjos de lentes é levada por fibras óticas ao espectrógrafo. O espectrógrafo tem dois sistemas óticos, sendo um otimizado para o vermelho e o outro para o azul. As fibras óticas de uma metade do arranjo principal e de céu são alinhadas na entrada (fenda) do sistema otimizado para o vermelho e a outra metade dos dois arranjos é alinhada na entrada do sistema otimizado para o azul. O instrumento conta com a possibilidade de bloquear o caminho ótico “azul”. Dessa forma quando o espectrógrafo usa somente a metade “vermelha” do arranjo a cobertura espacial é de $3.5'' \times 5''$ e $1.75'' \times 5''$ nos campos principal e de céu, respectivamente, e a cobertura espectral é máxima. Quando as duas metades são usadas simultaneamente, a cobertura espectral diminui pela metade para que os espectros extras caibam no detector, mas por outro lado, a cobertura espacial dobra, sendo de $7'' \times 5''$ e $3.5'' \times 5''$ nos campos principal e de céu, respectivamente.

Os espectros incidem em um conjunto de 3 detectores separados por um pequeno espaço que corresponde a alguns Å no espectro que é interpolado na redução.

No turno 1 observamos no modo de uma fenda e nos dois turnos seguintes observamos no modo de duas fendas para obter a maior cobertura espacial possível. A diminuição da cobertura espectral implica no uso de filtros passa banda para suprimir os outros comprimentos de onda. Devido a indisponibilidade deste filtro para o nosso intervalo espectral no primeiro turno tivemos que observar usando apenas a metade da cobertura espacial disponível.

O GMOS forneceu espectros para essas galáxias com sinal-ruído ~ 10 na periferia do arranjo com tempo de exposição de 1 hora que foi o tempo de exposição usado em todas as galáxias.

No turno 1 e 2 também foram observados com 1 hora de tempo de exposição campos adjacentes ao núcleo para aumentar a cobertura espacial mas tais campos têm menor sinal-ruído e não puderam ser aproveitados.

Além das galáxias listadas na tabela 2.1 observamos também estrelas de calibração cinemática (uma em cada turno) que nos permitem obter, através da técnica de correlação cruzada (método descrito na seção 4) de seus espectros com os espectros das galáxias, a dispersão de velocidades e a velocidade radial das estrelas das galáxias.

A região espectral escolhida para a observação foi a do entorno do triplete do Ca II em absorção ($\lambda 8498, \lambda 8542, \lambda 8662$) com o objetivo de utilizar estas linhas de absorção para o estudo da cinemática estelar, bem como a linha de emissão do [S III] $\lambda 9069$ para estudar a cinemática do gás da NLR.

Capítulo 3

Redução dos dados

O detector do GMOS é composto por três sensores CCD de 2048×4608 pixels arranjados lado-a-lado, com os lados maiores pareados, deixando um gap entre eles que corresponde nos espectros a aproximadamente 20 \AA . Na figura 3.1 mostramos uma imagem dos três sensores lado-a-lado aproximadamente na posição em que são montados no detector com os espectros de uma das galáxias ainda em formato não processado. Nota-se que no sensor central os espectros de uma fenda terminam enquanto que os da outra fenda começam. A cada aquisição de espectros, o GMOS fornece, então a imagem dos seus três sensores contendo pedaços dos 1000 espectros do objeto e 500 espectros de céu. Para a redução destes espectros usamos uma série de tarefas do pacote `gmoss` desenvolvido para rodar dentro do pacote `gemini`, ambos desenvolvidos para a redução de dados dos telescópios Gemini dentro do pacote de reduções astronômicas IRAF. A redução segue uma seqüência básica explicada na saída de texto gerada através dos comandos `gmossinfoifu` e `gmossexamples`.

A imagem de cada CCD deve ser inicialmente reduzida separadamente. O primeiro passo é eliminar a corrente de *bias*. Ela associa a cada pixel um valor de contagem independente do tempo de exposição. É um efeito inerente ao processo de detecção e leitura do CCD.

Cada pixel de um CCD responde de forma diferente à radiação e a diferentes comprimentos de onda da radiação. Para compensar as diferenças nas respostas dos pixels, divide-se a imagem por uma outra imagem de um campo uniformemente iluminado (*flat-field*). No GMOS operando em modo IFU este último passo

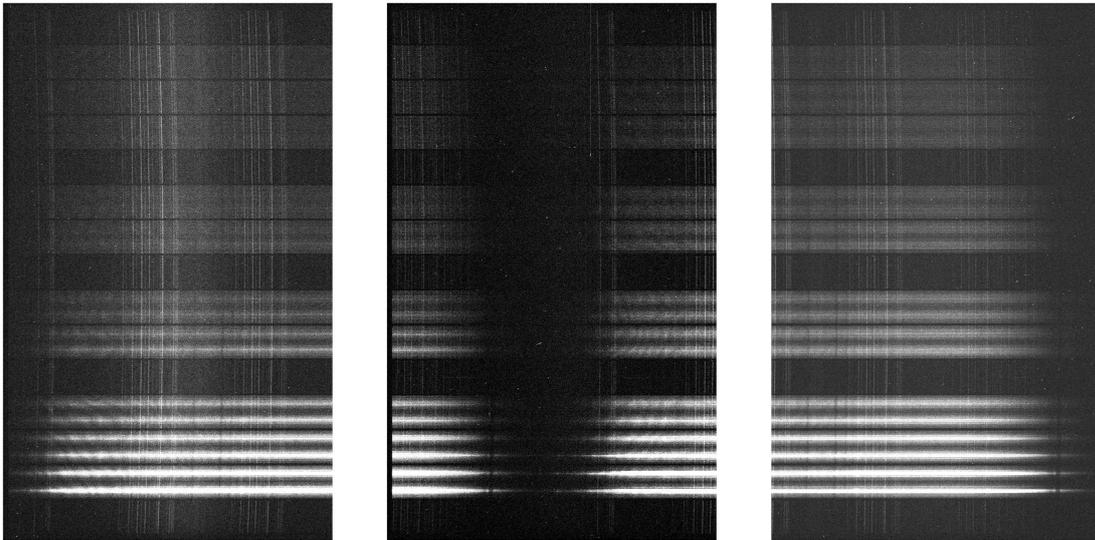


Figura 3.1: Imagem dos três CCDs lado-a-lado aproximadamente na posição em que são montados no detector com a imagem dos espectros de uma das galáxias ainda não reduzidas. Nos três CCDs está projetada a imagem de 1500 espectros, 750 no lado esquerdo e 750 no lado direito.

é feito de forma um pouco diferente: primeiro determina-se o traçado dos espectros sobre o detector e faz-se a extração dos espectros. Na figura 3.2 mostramos novamente os três CCDs lado-a-lado com a imagem dos espectros de *flat-field*. Com os espectros extraídos determina-se a variação pixel-a-pixel ao longo dos caminhos de extração dos espectros e aplica-se essa correção aos espectros dos objetos, também já extraídos. Esse conjunto de espectros com a informação da resposta pixel-a-pixel recebe o nome de GCAL flat.

A redução detalhada dos diversos frames do GMOS consiste nos seguintes passos:

I - Redução do GCAL flat, que compreende:

- 1 - preparar os cabeçalhos das três extensões (3 CCDs) de cada imagem;
- 2 - recortar as partes desnecessárias da imagem;
- 3 - subtrair a imagem de bias;
- 4 - determinar o traçado dos espectros nos CCDs e gravar o traçado para extrair o espectro dos objetos posteriormente;
- 5 - extrair os espectros do GCAL flat;

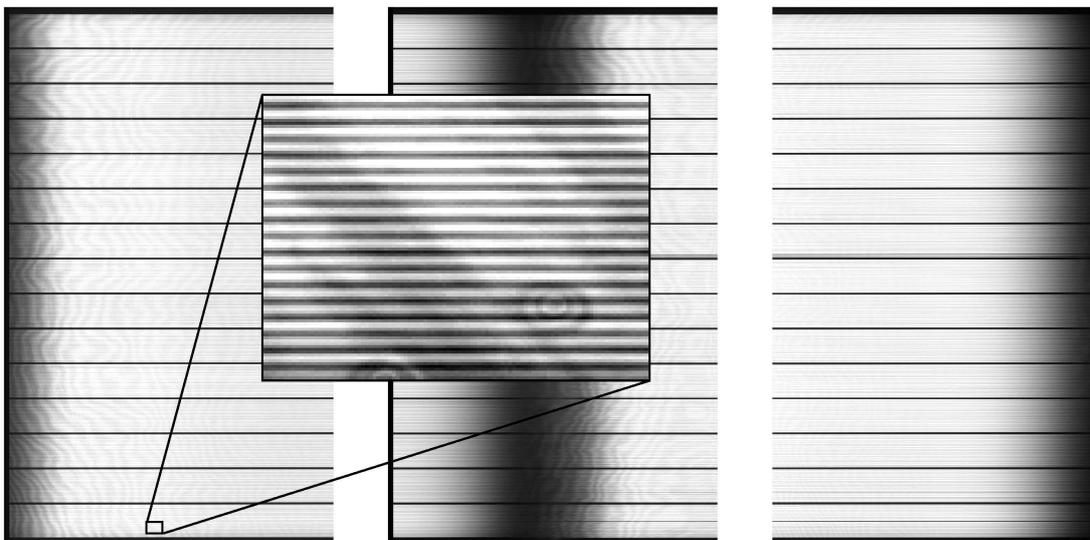


Figura 3.2: Imagem dos três CCDs lado-a-lado com a imagem dos espectros de *flat-field*. A ampliação superposta mostra um detalhe da imagem onde se identificam alguns dos espectros individuais dentre os 1500 presentes na imagem.

6 - criação do response.

II - Redução de Twilight, que inclui:

- 1 - preparar os cabeçalhos das três extensões (3 CCDs) de cada imagem;
- 2 - recortar as partes desnecessárias da imagem;
- 3 - subtrair a imagem de bias;
- 4 - extrair os espectros usando o traçado determinado durante a redução do GCAL flat e aplicação deste.

III - Redução dos espectros das lâmpadas, que compreende:

- 1 - preparar os cabeçalhos das três extensões (3 CCDs) de cada imagem;
- 2 - recortar as partes desnecessárias da imagem;
- 3 - subtração de overscan;
- 4 - extrair os espectros usando o traçado determinado durante a redução do GCAL flat e aplicação deste;
- 5 - estabelecer a dispersão em comprimento de onda e gravar os resultados para aplicar a correção por dispersão nos espectros dos objetos.

IV - Redução dos espectros das estrelas de calibração em fluxo, que inclui:

- 1 - preparar os cabeçalhos das três extensões (3 CCDs) de cada imagem;
- 2 - recortar as partes desnecessárias da imagem;
- 3 - subtrair a imagem de bias;
- 4 - remover raios cósmicos;
- 5 - extrair os espectros usando o traçado determinado durante a redução do GCAL flat e aplicação deste;
- 6 - subtração de céu;
- 7 - soma dos espectros de cada fenda;
- 8 - determinação da curva de sensibilidade para cada fenda.

V - Redução dos espectros das estrelas de calibração cinemáticas, que compreende:

- 1 - preparar os cabeçalhos das três extensões (3 CCDs) de cada imagem;
- 2 - recortar as partes desnecessárias da imagem;
- 3 - subtrair a imagem de bias;
- 4 - remover raios cósmicos;
- 5 - extrair os espectros usando o traçado determinado durante a redução do GCAL flat e aplicação deste;
- 6 - subtração de céu;
- 7 - soma dos espectros de cada fenda.

VI - Redução dos espectros das galáxias, que inclui:

- 1 - preparar os cabeçalhos das três extensões (3 CCDs) de cada imagem;
- 2 - recortar as partes desnecessárias da imagem;
- 3 - subtrair a imagem de bias;
- 4 - remover raios cósmicos;
- 5 - extrair os espectros usando o traçado determinado durante a redução do GCAL flat e aplicação deste;
- 6 - subtração de céu;
- 7 - calibração de cada fenda independentemente.

Como o brilho superficial das galáxias decresce com a distância ao núcleo, também a razão sinal-ruído decresce. Para evitar um decréscimo grande na razão sinal-ruído os espectros mais distantes do que $1''$ do núcleo (assumido como núcleo o centróide da distribuição de brilho do contínuo em 8500 \AA) foram substituídos pela sua média com os seus 6 primeiros vizinhos. Essa estratégia pode ser pensada como se fosse uma convolução usando uma função de kernel retangular de largura $0''.6$. Essa operação não chegou a comprometer a resolução espacial dos nossos mapas que originalmente tinham resoluções entre $0''.5$ e $1''$ e que depois ficaram com resoluções entre $\sim 0''.8$ e $\sim 1''.2$. Por outro lado ganhamos uma razão sinal-ruído ≥ 20 para todos os espectros estudados. Na figura 3.3 são mostrados espectros das 6 galáxias da amostra para duas posições no campo do IFU. Os espectros do lado esquerdo foram extraídos da lente contendo o espectro mais brilhante em $\lambda 8500$, considerado como sendo o núcleo. Os espectros do lado direito correspondem a uma lente localizada a $1''.7$ do núcleo no lado esquerdo do arranjo hexagonal do campo do IFU, portanto, um espectro que é o resultado da média com seus 6 primeiros vizinhos.

Os espectros nucleares dentro de $\sim 1''$ do núcleo das galáxias NGC 4051 e NGC 4593 estão contaminados pelo contínuo nuclear bem como pelas próprias linhas do CaT em emissão além do *blend* O I $\lambda 8446$ (ver Fig. 3.3). Além destas na galáxia NGC 4051 se vêem em emissão, diversas linhas da série de Paschen. A galáxia NGC 4593 mostra o *blend* O I bastante alargado e várias outras linhas (como N I $\lambda 8703.2$). A presença do contínuo nuclear bem como das linhas de emissão na região do CaT impedem a medida da cinemática estelar nesses espectros. Os espectros correspondentes a tais regiões foram identificados e mascarados em todas as análises efetuadas bem como nas figuras geradas.

Este foi um efeito inesperado com base na inspeção de espectros integrados de (Nelson & Whittle 1995), provavelmente porque essa contaminação foi diluída como resultado do uso por eles de uma grande abertura de integração. De qualquer forma a informação que pudemos obter para estas galáxias fora da região contaminada ainda é confiável e foi incluída nesse estudo. Os espectros das galáxias Seyfert 1.5 NGC 3227 e NGC 3516 (alguns autores classificam esta como Seyfert 1) apresentam contaminação fraca pelo *blend* O I alargado o que, entretanto, não afeta as medidas significativamente, pois as duas linhas de absorção mais fortes

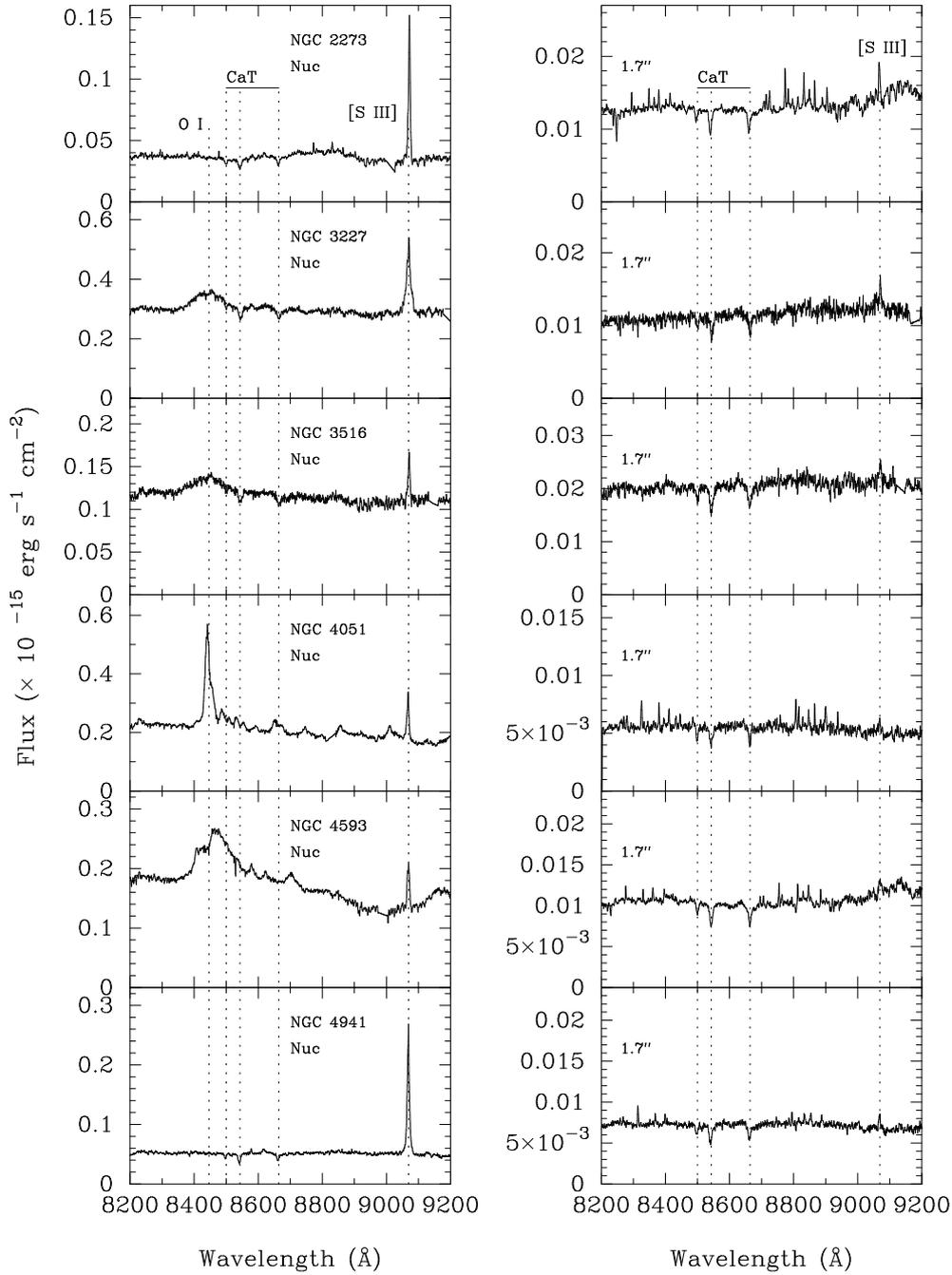


Figura 3.3: Espectros típicos da nossa amostra. Os painéis da esquerda mostram o espectro nuclear correspondendo à lente com o maior fluxo em $\lambda 8500$. Os painéis da direita mostram o espectro de uma lente periférica do arranjo hexagonal $1''.7$ à esquerda do centro do arranjo. Cada par de espectros em uma mesma linha de painéis corresponde à mesma galáxia que está identificada apenas no painel esquerdo do par. Os espectros foram corrigidos para o referencial de repouso e os principais acidentes espectrais são identificados por linhas verticais tracejadas.

do CaT estão inafetadas.

Mesmo após a subtração do céu, algumas linhas de céu residual permaneceram presentes nos espectros extranucleares como visto na Fig. 3.3. Para estas linhas bem como para as linhas de emissão tênues nos espectros de NGC 4941, definimos os parâmetros da tarefa `xcsao` de tal forma que os contínuos adjacentes dessas linhas foram interpolados eliminando todos os pontos com fluxos maiores que 1 desvio padrão do contínuo médio dentro da intervalo de comprimentos de onda usados para o cálculo da correlação cruzada. Constatamos que esse procedimento elimina eficientemente as linhas de emissão residuais.

Para melhorar a apresentação dos dados, as medidas foram interpoladas da sua disposição original hexagonal para uma disposição retangular. A figura 3.4 exemplifica como um mesmo conjunto de medidas se parece quando visto em amostragem hexagonal (esquerda) e amostragem com pixel quadrado (direita). Assim ao invés de 1000 (500 usando apenas uma fenda do IFU) medidas hexagonalmente dispostas em mapas de 50×20 (25×20) hexagonos, os mapas apresentarão 3332 (1617) medidas em mapas de 68×49 (33×49) pixels quadrados de $0''.1^2$.

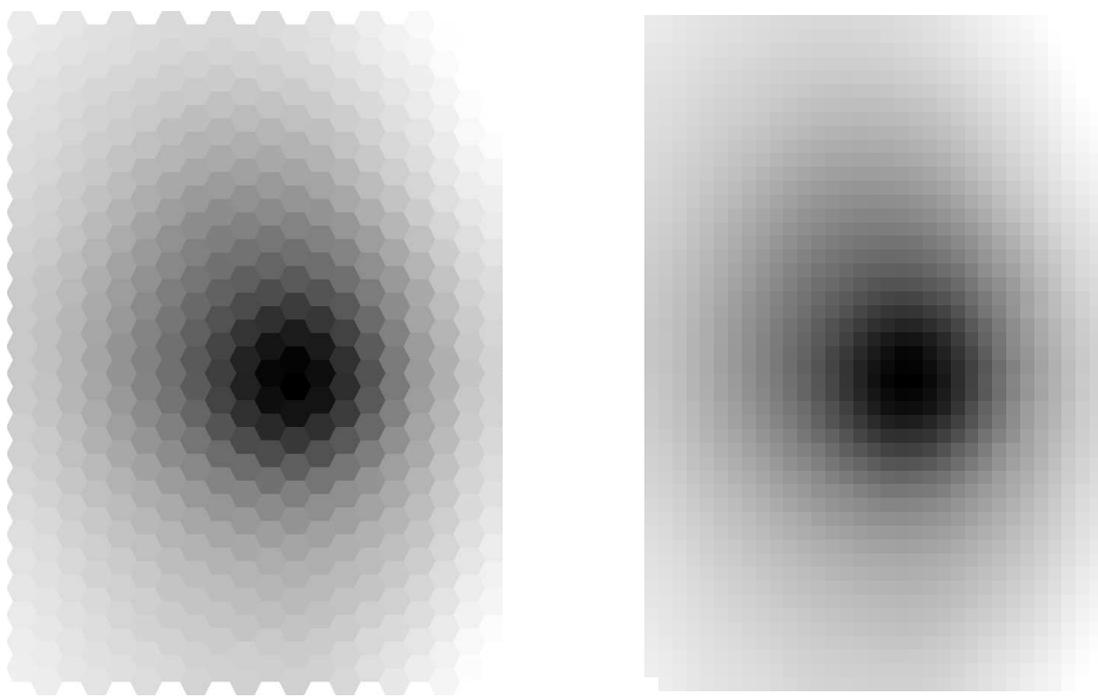


Figura 3.4: Comparação entre o re-imageamento com amostragem hexagonal e o interpolado com amostragem de pixels quadrados.

Capítulo 4

Análise e modelagem dos dados

4.1 Cinemática das estrelas

4.1.1 Método de medida – correlação cruzada

As propriedades cinemáticas das estrelas são obtidas a partir da análise das linhas de absorção do espectro, no nosso caso específico a partir, principalmente, das linhas de absorção do CaT (8500 Å). O estudo das linhas de absorção do espectro integrado de um grupo de estrelas fornece a velocidade radial média na linha de visada (ou simplesmente velocidade radial) através da determinação do desvio Doppler do comprimento de onda central das linhas e a dispersão de velocidades na linha de visada (ou simplesmente dispersão de velocidades), através da determinação do alargamento das linhas de absorção da galáxia em relação à de um ou mais espectros estelares.

O alargamento das linhas de absorção observadas em uma galáxia se deve, não só, à dispersão de velocidades das estrelas, mas também devido à limitada resolução espectral do instrumento. Como estamos interessados apenas na medida do alargamento Doppler devido à cinemática das estrelas, deve-se corrigir as medidas pelo alargamento instrumental. Para corrigir por este efeito, fizemos, também, a observação de estrelas padrão cinemáticas típicas da população de bojo. Usando a mesma configuração do espectrógrafo e preferencialmente observando objetos e estrelas padrão na mesma noite. Desta forma, o alargamento instrumental estará igualmente presente nos espectros das galáxias e das estrelas

padrão. Isso torna a análise muito mais simples e menos suscetível a incertezas sistemáticas.

Um dos métodos que pode ser usado para determinar a posição e a largura das linhas de absorção é o ajuste direto de gaussianas às linhas de absorção. Outro método é o ajuste direto em espaço de píxeis de um conjunto de espectros de estrelas padrão simultaneamente ao espectro do objeto. Finalmente outro método possível é calcular a correlação cruzada entre os espectros da galáxia e o espectro de uma estrela padrão cinemática. O método que adotamos inicialmente foi o de correlação cruzada (Tonry & Davis 1979). Este método tem a vantagem de usar não só as linhas de absorção mas também todos os demais acidentes espectrais, sendo, portanto, mais robusto que o ajuste direto de gaussianas. Também tem a vantagem, comparado ao método de ajuste direto de espectros, de ser pouco sensível a possíveis diferenças nas curvaturas dos contínuos dos espectros da galáxia e da estrela. Adicionalmente este método tem a vantagem de que seus resultados já são livres do alargamento instrumental das linhas. Em uma fase posterior, entretanto, fizemos, também, as medidas usando o método de ajuste diretos de espectros e comparamos os resultados dos dois métodos. O método de ajuste direto também tem seus resultados imediatamente livres do efeito de alargamento instrumental das linhas (García-Rissmann et al. 2005).

Usamos a tarefa `xcsao` do pacote `rvsao` do programa `IRAF` para calcular a correlação cruzada. Apesar de podermos usar todo o espectro para calcular a correlação cruzada escolhemos restringir o intervalo espectral a 8430-8900 Å porque nos espectros da periferia do IFU que possuem baixo sinal-ruído, o ruído nos extremos do espectro é maior e leva a maiores incertezas no cálculo da correlação cruzada. O algoritmo faz a correlação cruzada no espaço de Fourier pois a computação envolvida é mais simples. Com a função de correlação cruzada determinada e já no espaço de velocidades, o programa procura o máximo da função, dentro de um intervalo de velocidades apropriadamente escolhido e ajusta uma função quártica à porção superior (acima dos 50 % da altura do máximo) do pico da função de correlação. A posição do máximo e a largura à meia altura (FWHM) da função quártica ajustada são, então, gravados em um arquivo para posterior análise.

A posição do máximo fornece, diretamente, a medida da velocidade radial V_r .

A FWHM da função quártica está relacionada com a dispersão de velocidades σ através de uma calibração que deve ser encontrada para cada estrela. A calibração é feita, para cada estrela cinemática, convoluindo o seu espectro com gaussianas de larguras conhecidas, criando assim um conjunto de espectros sintéticos com “dispersão de velocidades” conhecida. Calculamos, então, a correlação cruzada de cada espectro sintético com o espectro original e obtemos assim medidas das larguras das funções de correlação. Assim construímos, para cada estrela, uma relação linear entre as medidas retornadas pelo programa e as larguras das gaussianas usadas inicialmente para criar os espectros sintéticos.

4.1.2 Determinação de incertezas

A tarefa `xcsao` do IRAF calcula as incertezas na posição do máximo (V_r) e na FWHM (σ) seguindo o método de Tonry & Davis (1979) que é similar ao método usado por Nelson & Whittle (1995). O cálculo leva em conta a razão sinal-ruído R e a FWHM w do pico da função de correlação. Assume-se que a incerteza em σ ($\Delta\sigma$) é a igual à incerteza em V_r (ΔV_r) e tem-se

$$\Delta\sigma = \Delta V_r \sim \frac{3w}{8(1+R)}. \quad (4.1)$$

Para os espectros onde as linhas CaT são claramente detectadas e não estão contaminadas por linhas de emissão, os erros obtidos estão entre 4 e 17 km s⁻¹ para todas as galáxias. Como se pode ver na equação 4.1, existe uma dependência da incerteza na dispersão de velocidades através de w que não é cancelada por R . Deve-se então tomar cuidado no uso das incertezas calculadas dessa forma. Esse problema também foi apontado por Nelson & Whittle (1995) que adotou como forma de resolver o problema uma estratégia de classificação de suas medidas em graus de confiabilidade. Decidimos ser conservadores com relação à incerteza e decidimos adotar um limite superior como incerteza. Inspecionando alguns espectros representativos de mais baixo sinal-ruído decidimos adotar 15 km s⁻¹ como valor de incerteza para todas as medidas de σ e V_r . Esse limite superior pode em alguns casos superestimar a incerteza verdadeira, principalmente em medidas cinemáticas das regiões mais centrais das galáxias.

Discutimos a dependência na incerteza calculada pela eq. 4.1 com a largura da função de correlação w mas gostaríamos também de chamar a atenção para

a dependência na relação sinal-ruído R . Esta última não reflete a real relação sinal-ruído das linhas de absorção do CaT pois é baseada em estatísticas de todo o intervalo espectral usado para o cálculo da função de correlação. Isso ficou evidente quando comparamos as incertezas para a galáxia NGC 4051 com as incertezas para as outras galáxias da amostra. Para NGC 4051 o programa retorna os valores mais baixos de incerteza (sempre $< 10 \text{ km s}^{-1}$) mas pela inspeção visual dos dados fica claro que eles não podem ter incertezas mais baixas que as dos espectros das outras galáxias. Decidimos então examinar cuidadosamente os dados de cada galáxia e escolher, em cada caso, um valor limite de incerteza acima dos quais a confiabilidade da medida estaria comprometida e eliminamos de toda e qualquer análise essas medidas. Nos mapas de cinemática estelar apresentados no capítulo 5 esses dados também foram mascarados aparecendo como regiões brancas.

4.1.3 Método de medida alternativo – ajuste direto

Com a finalidade de avaliar a dependência das medidas cinemáticas e em particular das dispersões de velocidade σ no método de medida, refizemos todas as medidas cinemáticas usando o método de ajuste direto em espaço de píxeis (Barth et al. 2002, Cappellari & Emsellem 2004).

A nossa implementação da técnica de ajuste direto é essencialmente a mesma usada em García-Rissmann et al. (2005) com a diferença de que nossos espectros foram retificados para compensar pelas diferentes inclinações dos contínuos dos espectros das galáxias e das estrelas.

Comparamos os resultados obtidos por correlação cruzada com os obtidos com ajuste direto e concluímos que os mapas de velocidade radial são essencialmente os mesmos. Encontramos também que os padrões nos mapas de dispersão de velocidades não mudam. Encontramos, porém, uma diferença sistemática no valor médio da dispersão de velocidades, entre este e o método de correlação cruzada, que não é a mesma para todas as galáxias. Para a galáxia NGC 4051, por exemplo, não existe nenhuma diferença, enquanto que para NGC 2273 encontramos a maior diferença $\sim 20 - 30 \text{ km s}^{-1}$. A comparação entre os mapas de σ obtidos pelos dois métodos para a galáxia NGC 2273 está ilustrada na Fig. 4.1. Nessa

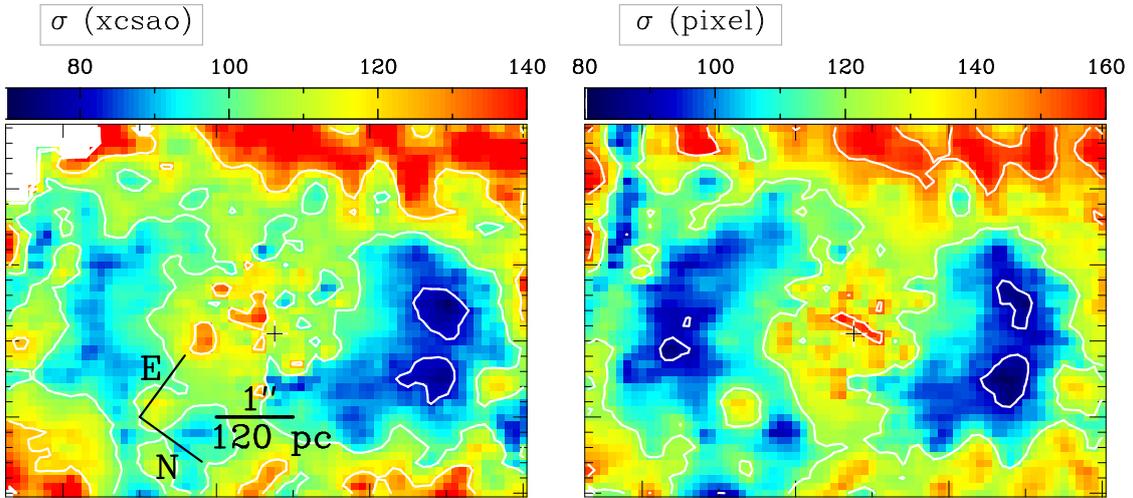


Figura 4.1: Comparação dos mapas de σ obtidos com o método de correlação cruzada (esquerda) e com o método de ajuste direto (direita) para a galáxia NGC 2273. Nos dois mapas detecta-se o anel parcial de baixa dispersão de velocidades.

comparação fica claro que o anel parcial de baixos valores de dispersão de velocidades (ver discussão na seção 5.1) é detectado pelos dois métodos, mas o método de ajuste direto fornece valores $20 - 30 \text{ km s}^{-1}$ mais altos.

Para investigar se essa diferença poderia ser devida a uma inadequação do *template* estelar, conhecida como *template mismatch*, medimos as dispersões de velocidades com as duas técnicas usando um conjunto de espectros de 28 estrelas padrão do atlas de Cenarro et al. (2001). As estrelas foram escolhidas por cobrirem um grande intervalo de tipos espectrais. Os resultados da técnica de correlação cruzada não mudam muito para tipos espectrais G, K e M. Quando, entretanto, usamos tipos espectrais mais jovens, os resultados começam a mudar mas por simples inspeção visual dos espectros fica evidente que estes não representam bem os espectros da galáxia. Foram feitos dois testes usando o método de ajuste direto. Primeiro cada espectro foi ajustado com uma combinação dos espectros das 28 estrelas deixando que o programa de ajuste determinasse as proporções das contribuições das estrelas levando em conta as variações na população estelar (García-Rissmann et al. 2005). Fizemos após esse ajuste usando apenas a nossa estrela padrão. A diferença encontrada foi desprezível (no máximo alguns km s^{-1}), demonstrando que as nossas medidas cinemáticas não são seriamente

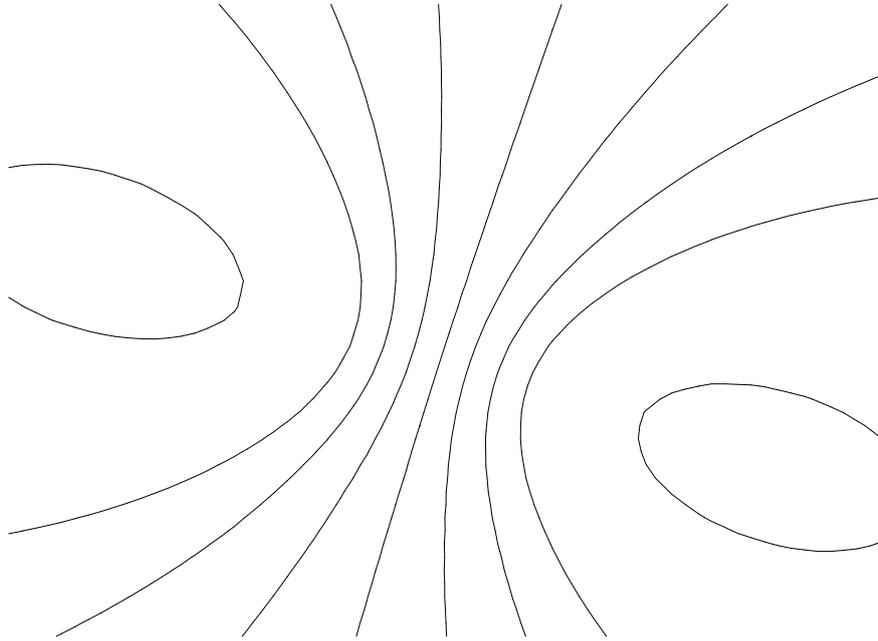


Figura 4.2: Diagrama aranha gerado a partir do nosso modelo com valores arbitrários para os parâmetros.

afetadas por *template mismatch*.

4.1.4 Modelagem do campo de velocidades radiais estelares

Os mapas de velocidade radial estelar (ver no capítulo 5 as figuras 5.1 a 5.9) mostram, todos, um claro padrão de rotação. Isso nos levou a adotar um modelo analítico muito simples para descrever o campo de velocidades radiais medido. Assumimos que as estrelas seguem orbitas Keplerianas circulares planas em um potencial gravitacional de Plummer:

$$\Phi = -\frac{GM}{\sqrt{r^2 + a^2}} \quad (4.2)$$

que depende apenas da distância radial r e tem como parâmetros a escala de tamanho a e a massa do esferóide M . Este modelo gera curvas de isovelocidades que constituem o chamado “diagrama aranha” (Binney & Tremaine 1987) que é ilustrado na Fig. 4.2.

Assumimos que as estrelas que estamos modelando têm suas orbitas contidas no plano $P(i, \psi_0)$ caracterizado pela sua inclinação em relação ao plano do céu i e o ângulo de posição (P.A.) da linha dos nodos ψ . Um modelo com aproximações

tão simples não fornece os valores reais para a massa do esferóide, a inclinação e a escala de tamanho do esferóide, entretanto, esses valores estão relacionados aos reais através de uma constante de proporcionalidade que acreditamos ser próxima a 1. Existe ainda uma degenerescência entre a massa do esferóide e a inclinação do plano que não tratamos aqui. Nossos resultados não dependem dos valores exatos dessas grandezas e por isso decidimos não modificar a técnica de modelamento. Por outro lado esse modelo fornece valores reais e confiáveis para a velocidade sistêmica V_s , o P.A. da linha dos nodos ψ_0 e a posição do centro cinemático X_0 e Y_0 .

A partir da equação 4.2, calculamos a curva de rotação no plano $P(i, \psi_0)$ com as coordenadas da origem X_0 e Y_0 . A curva de rotação 2D é então projetada no plano do céu com a variável radial agora sendo chamada R e a correspondente escala de tamanho sendo A . A transformação entre coordenadas radiais no plano da galáxia e no plano do céu é feita via $r = \alpha R$ e $a = \alpha A$ onde $\alpha = \sqrt{\cos^2(\psi - \psi_0) + \frac{\sin^2(\psi - \psi_0)}{\cos^2(i)}}$. A velocidade sistêmica V_s é somada ao modelo para dar conta da velocidade radial da galáxia.

O modelo completo possui 7 parâmetros livres que são determinados fazendo o ajuste não-linear de

$$V_r = V_s + \sqrt{\frac{R^2 GM}{(R^2 + A^2)^{3/2}}} \frac{\sin(i) \cos(\psi - \psi_0)}{(\cos^2(\psi - \psi_0) + \frac{\sin^2(\psi - \psi_0)}{\cos^2(i)})^{3/4}} \quad (4.3)$$

aos dados V_r . O ajuste foi feito usando um algoritmo tipo Levenberg-Marquardt (código de Lourakis, M. em <http://www.ics.forth.gr/~lourakis/levmar/>).

Os parâmetros obtidos a partir dos ajustes são apresentados na tabela 4.1. A partir da determinação do centro cinemático (X_0, Y_0), calculamos $\Delta X_0 = X_0 - X_0^b$ e $\Delta Y_0 = Y_0 - Y_0^b$ em que X_0^b e Y_0^b são as coordenadas do centróide da distribuição de brilho do contínuo.

4.2 Distribuição e cinemática do gás

4.2.1 Método de medida da cinemática do gás

A cinemática do gás foi determinada ajustando uma gaussiana única à linha de emissão [S III] $\lambda 9069$. Os parâmetros ajustados são o comprimento de onda

Galáxia	V_s (km/s) ^a	Ψ_0 (°)	ΔX_0 (pc)	ΔY_0 (pc)	M ($\times 10^9 M_\odot$)	A (kpc)	i (°)
NGC 2273	1829.9	233.4	-7 ± 12	-20 ± 12	2.4	0.17	51
NGC 3227	1113.8	149.7	-2 ± 9	-10 ± 9	1.4	0.11	43
NGC 3516	2598.2	48.4	-18 ± 18	9 ± 18	15	0.28	22
NGC 4051	711.54	106.5	4 ± 5	8 ± 5	0.084	0.031	31
NGC 4593	2531.1	88.5	1 ± 17	4 ± 17	18	0.41	25
NGC 4941	1167.2	-0.2	1 ± 7	-14 ± 7	3.6	0.24	24

^a O limite superior para o erro em V_s é 15 km s^{-1} .

^b ΔX_0 e ΔY_0 são medidos em relação ao centróide do contínuo (ver texto).

Tabela 4.1: Parâmetros do modelo cinemático.

central, a largura à meia altura e o fluxo integrado da gaussiana. A partir desse ajuste usamos a posição do comprimento de onda central da gaussiana λ_c para calcular a velocidade radial V do gás pelo desvio Doppler $(\lambda_c - \lambda_0)$ com relação a posição de repouso λ_0 da linha de emissão via $V = c(\lambda_c - \lambda_0)/\lambda_0$ (c é a velocidade da luz). A largura à meia altura (FWHM) da gaussiana é transformada de $\Delta\lambda$ em Å para ΔV em km s^{-1} via $\Delta V/c = \Delta\lambda/\lambda_c$ e então transformada em dispersão de velocidades σ por $\Delta V = 2.35 \sigma$.

A vantagem de usar o método de ajuste de uma gaussiana ao invés de medir diretamente λ_c e $\Delta\lambda$ é que ganhamos robustez nas medidas pois o ajuste usa a informação de todos os pixels do perfil da linha enquanto que a medida direta usa apenas a informação de um pixel para determinar a posição do pico ou apenas dois para determinar a largura da linha. Isso é importante quando pensamos em estender nossas medidas até a periferia do campo onde o ruído ganha importância. Adicionalmente, o modelo de perfil de linha com uma única gaussiana de apenas três parâmetros é mais robusto, também, em comparação a modelos que ajustam perfis com múltiplas gaussianas pois torna-se muito difícil controlar tantos parâmetros quando temos um número tão grande de espectros para ajustar em uma mesma galáxia.

4.2.2 Medidas de fluxo integrado

A medição do fluxo integrado da linha de emissão [S III] foi feita por integração direta usando contínuos imediatamente adjacentes para determinar a linha de base. As medidas foram feitas diretamente no cubo de dados re-amostrado no formato retangular com pixels de tamanho $0''.1 \times 0''.1$. O intervalo de integração foi determinado galáxia-a-galáxia de forma a incluir todo o intervalo de comprimentos de onda coberto pelo perfil da linha. O mínimo intervalo integrado foi de 18.5 \AA (ou $\sim 600 \text{ km s}^{-1}$) para a galáxia NGC 4593 e o máximo foi de 103.5 \AA (ou $\sim 3400 \text{ km s}^{-1}$) para a galáxia NGC 3227. Os intervalos espectrais dos contínuos adjacentes vermelho e azul foram escolhidos de forma a iniciarem sempre nas bordas do intervalo de integração da linha e terem larguras iguais que variaram para para cada galáxia desde 14 até 35 \AA dependendo dos acidentes espectrais encontrados nas vizinhanças da linha de emissão.

4.2.3 “Tomografia” cinemática na linha de emissão

A “tomografia” cinemática da linha de emissão, em analogia à tomografia de objetos sólidos que constrói imagens de fatias destes, nada mais é do que o imageamento em fatias de velocidades ao longo do perfil da linha de emissão. Os mapas foram construídos a partir do cubo de dados reamostrado em formato retangular ao invés de nos espectros individuais amostrados no arranjo hexagonal original. A construção dessas fatias é bastante análoga a construção da imagem de fluxo integrado. A diferença é que cada fatia corresponde à integral do fluxo na linha em um intervalo em comprimento de onda que é apenas uma fração da largura total da linha em cada espectro. O contínuo sob a linha de emissão é determinado usando uma linha de base construída interpolando os mesmos contínuos adjacentes à linha que usamos para a medida de fluxo integrado na seção 4.2.2. Cada fatia em velocidade inclui dois pixels do cubo de dados no eixo de comprimento de onda, o que corresponde a $\sim 45 \text{ km s}^{-1}$. Como a razão sinal-ruído é menor em dois pixels do que em toda a linha integrada, o intervalo espectral para o qual construímos as fatias é um pouco menor do que o intervalo espectral do mapa de fluxo integrado.

Capítulo 5

Resultados: a cinemática estelar

Nas seções a seguir apresentamos os mapas das medidas de velocidades radiais e dispersão de velocidades estelares bem como os mapas do modelo de velocidades radiais e dos resíduos entre a velocidade radial medida e a modelada. A partir dos espectros de cada galáxia, recriamos a imagem de seus contínuos na mesma região espectral que usamos para calcular a correlação cruzada e estas imagens também são apresentadas.

Em cada uma das seguintes seções discutiremos os resultados de uma das galáxias e apresentaremos uma figura contendo 6 painéis de acordo com o seguinte formato.

1. O painel superior esquerdo mostra uma imagem em grande escala da galáxia na banda I com o campo do IFU desenhado em branco e o pico da distribuição de brilho marcado com uma cruz. Esta é uma imagem obtida pelo GMOS em modo imageador para auxiliar na centragem do espectrografo e é fornecida junto com os espectros observados. Os detalhes morfológicos da pequena região nuclear correspondente ao campo do IFU são evidenciados na ampliação que está superposta no canto inferior direito da imagem com contraste de cores otimizado para os valores de brilho da região.
2. O painel superior direito é um gráfico de velocidades radiais V_R versus distância R ao longo de uma fenda hipotética de $0''.6$ de largura com a mesma orientação da linha dos nodos (determinada pela modelagem) e passando pelo máximo da distribuição de brilho. Em cada posição R as

cruzes vermelhas são as medidas de velocidade radial e os círculos azuis são velocidades radiais do modelo. A barra de erro no canto inferior direito representa a incerteza máxima nos valores de velocidade. Como a largura da fenda é maior que o tamanho do elemento de amostragem (lente), é possível ter mais do que uma medida para um mesmo R ou para R 's muito próximos.

3. O painel central esquerdo mostra o fluxo integrado no intervalo espectral usado para calcular a correlação cruzada.
4. O painel central direito mostra o mapa de velocidades radiais com contornos de isovelocidade superpostos (linhas brancas). Os contornos cinza superpostos são contornos de isovelocidade do modelo cinemático ajustado aos dados. O centro cinemático é identificado pela cruz preta e a linha dos nodos é indicada pela linha preta tracejada.
5. O painel inferior esquerdo mostra o mapa de dispersão de velocidades. Em branco estão traçados contornos de isovelocidade. O centro cinemático, neste mapa, também é marcado pela cruz preta.
6. O painel inferior direito mostra os resíduos do ajuste do modelo: diferença entre a velocidade radial observada e a modelada. Os contornos de isovelocidade estão desenhados em linhas brancas e o centro cinemático é marcado por uma cruz preta.

Os mapas (painéis (3) a (6)) foram interpolados da sua disposição original hexagonal para uma disposição retangular. A escala apresentada no painel (4) e a orientação apresentada no painel (6) são as mesmas nos painéis (3) a (6).

Nas seções seguintes examinamos individualmente os resultados obtidos para cada galáxia.

5.1 NGC 2273

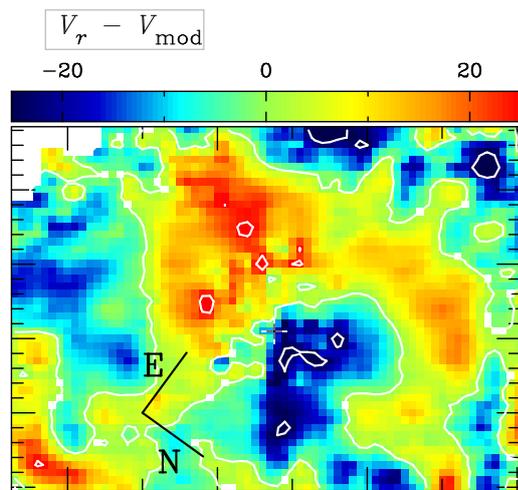
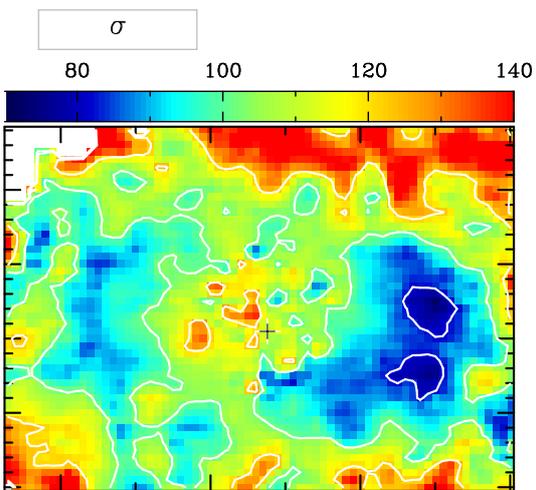
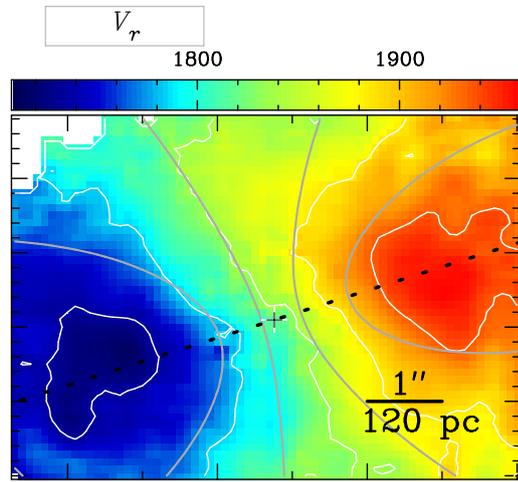
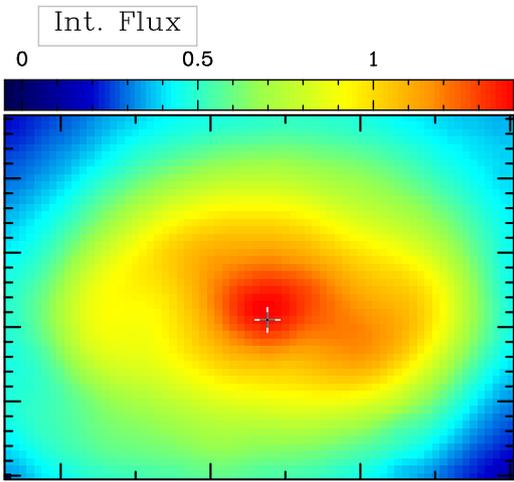
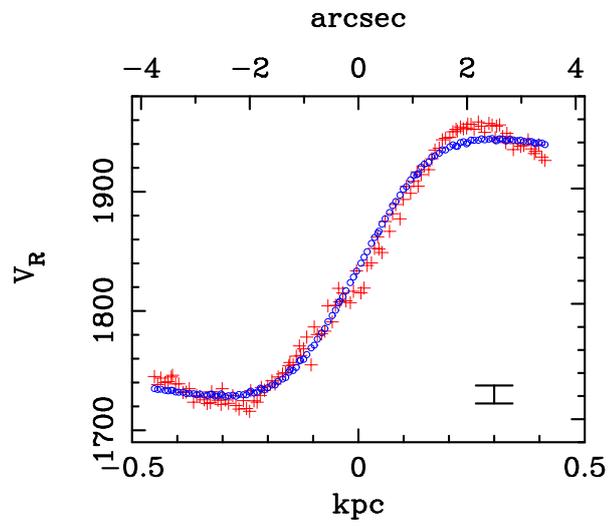
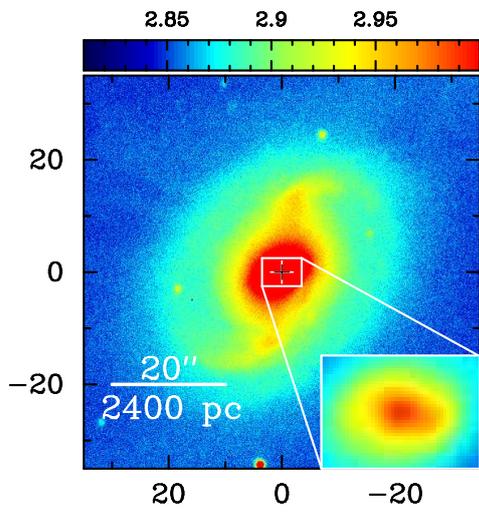
O mapa de velocidade radial (painel central direito da Fig. 5.1) apresenta um padrão de rotação que é um pouco distorcido em relação ao diagrama de aranha

clássico como pode ser visto pela não perpendicularidade entre o eixo cinemático maior e menor, o que indica que o potencial da galáxia não tem simetria axial. De fato, o mapa de resíduos (painel inferior direito) apresenta estruturas residuais com valores acima do nível do ruído ou das incertezas das medidas (valores em módulo maiores que 15 km s^{-1}). De fato Erwin & Sparke (2003), usando a técnica *unsharp mask* aplicada a uma imagem HST na banda R , encontraram braços espirais nucleares co-espaciais com as estruturas vistas no nosso mapa de resíduos que parecem estar associados com essas estruturas residuais.

A curva de rotação (painel superior direito) ao longo do eixo maior cinemático mostra o *turnover* a apenas 250 pc do núcleo. Comparando o *turnover* da curva de rotação dos dados com o do modelo vemos que o primeiro é mais acentuado sugerindo uma distribuição de massa mais concentrada do que a assumida pelo modelo.

O mapa de dispersão de velocidades (painel inferior esquerdo) apresenta uma estrutura com valores baixos na forma de um anel parcial. Essa estrutura apresenta valores de σ da ordem de 60 a 80 km s^{-1} , enquanto que no núcleo o σ atinge valores $\gtrsim 100 \text{ km s}^{-1}$ bem como em seu entorno. Na Fig. 5.2 mostramos perfis unidimensionais do mapa de σ com pseudo-fendas ao longo do eixo maior e menor da galáxia facilitando a visualização do anel. Este anel é coespacial com o anel parcial observado por Ferruit, Wilson & Mulchaey (2000) em imagens de banda estreita em linhas de emissão e mapas de cor obtidos com o HST. O mesmo anel é, também, detectado por Erwin & Sparke (2003) em uma imagem na banda R aplicando a técnica *unsharp mask* e eles propõem que esse é um anel de formação estelar. A dispersão de velocidades baixa pode ser interpretada como uma assinatura de uma população estelar jovem que, por ser jovem, ainda mantém, mesmo que parcialmente, a cinemática do gás a partir do qual as estrelas se formaram (Wozniak et al. 2003) e assim mapeia o anel de formação estelar que tem semi-eixo maior de $\sim 300 \text{ pc}$.

Figura 5.1: Mapas cinemáticos estelares de NGC 2273 (legenda para Fig. da página 36). **Acima à esquerda:** a imagem da galáxia NGC 2273 na banda I . O retângulo branco no centro indica o campo do IFU que é reproduzido ampliado no canto inferior direito da imagem com contraste otimizados. **Acima à direita:** gráfico de V_R *versus* distância ao núcleo ao longo da direção da linha dos nodos. Pontos vermelhos correspondem às medidas e azuis às velocidades modeladas. Embaixo a direita mostramos a barra de incerteza adotada em V_R . **Centro à esquerda:** re-imageamento do campo do IFU feito a partir dos espectros individuais. **Centro à direita:** mapa de velocidade radial das estrelas. São superpostas como contornos brancos as isovelocidades das medidas de V_R e em cinza as do modelo. **Abaixo à esquerda:** mapa de dispersão de velocidades estelar. As isovelocidades superpostas em linhas brancas são desenhadas para auxiliar na interpretação do mapa. **Abaixo à direita:** mapa de diferença entre velocidades radiais medidas e as do modelo. Também desenhamos isovelocidades para auxiliar a interpretação. A cruz indica a posição do núcleo, definida como correspondendo ao pico da distribuição de luz da galáxia no campo IFU. A escala de cores é dada em unidades arbitrárias logarítmicas nas imagens de fluxo integrado e em km s^{-1} nos outros mapas. Os campos IFU mostrados tem dimensões $6''.8 \times 4''.9$. A orientação das figuras é mostrada no painel inferior direito e a escala dos mapas IFU é mostrada no painel central direito.



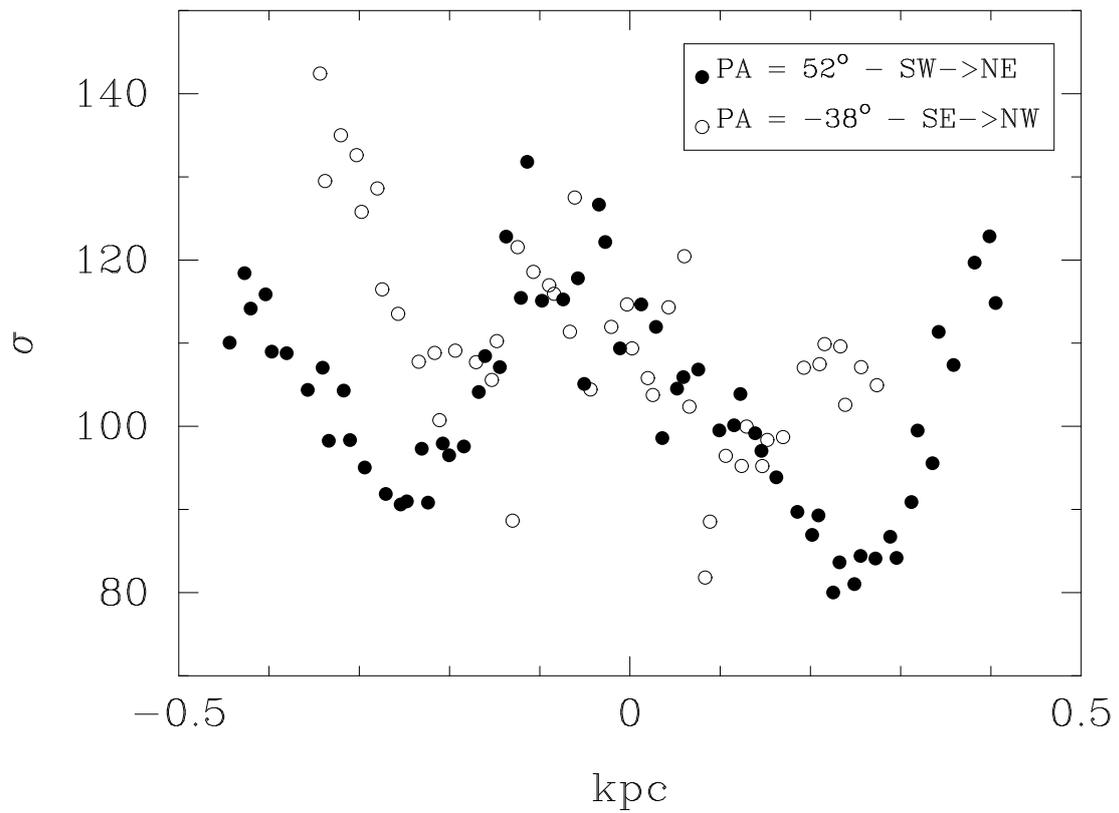


Figura 5.2: Perfis de dispersão de velocidades obtidos extraindo dados do mapa de σ da galáxia NGC 2273 ao longo de pseudo-fendas de largura $0''.3$ cruzando o núcleo a PAs 52° e -38° .

5.2 NGC 3227

O mapa de velocidade radial (painel central direito da Fig. 5.3) mostra um padrão de rotação com o lado em *redshift* a SE do núcleo em concordância com os dados de velocidade radial em HI obtidos por Schinnerer, Eckart & Tacconi (2000). A orientação da linha dos nodos obtida pela nossa modelagem concorda com a obtida por eles e por Mundell et al. (1995) com uma diferença de apenas 10° , o que é aceitável pela diferença de escalas em que foram feitas as medidas.

Os resíduos do modelo (painel inferior direito) estão abaixo de $\pm 15 \text{ km s}^{-1}$ para todo o campo exceto em duas regiões *blueshifted* ao longo da linha dos nodos que indicam desvios do modelo por mais de 20 km s^{-1} . A curva de rotação (painel superior direito) sugere que o *turnover* é atingido a 150 pc a NW, enquanto que a SE não se vêem evidências disso.

O mapa de dispersão de velocidades (painel inferior esquerdo) se caracteriza por uma região nuclear com sigma acima de 100 km s^{-1} o qual, exceto na direção SE, cai a partir do núcleo em todas as direções atingindo valores $\lesssim 75 \text{ km s}^{-1}$ a $\sim 1''.5$ do núcleo e voltando a subir nas direções E, N e NW. Esse comportamento do σ pode ser mais facilmente visto na Fig. 5.4 onde mostramos duas extrações do mapa de σ usando pseudo fendas. As regiões de baixo σ têm uma boa correspondência com o anel de alta emissão em CO dos mapas de Schinnerer, Eckart & Tacconi (2000). Em particular as áreas com sigmas mais baixos correspondem às áreas de emissão CO mais intensa. As áreas de baixo σ também coincidem com um anel azul em um mapa de cor $J - K$ de Chapman et al. (2000). Embora o campo do IFU seja pequeno para revelar inequivocamente a subida de σ além do anel em todas as direções, a coincidência das áreas de baixos valores de σ com os anéis em CO e $J - K$ suportam, também para essa galáxia, a existência de uma estrutura tipo anel de baixo σ . Como no caso da NGC 2273, nossa interpretação é que observamos um anel de formação estelar no qual a baixa dispersão de velocidades das estrelas é uma assinatura de sua recente formação a partir de gás dinamicamente frio.

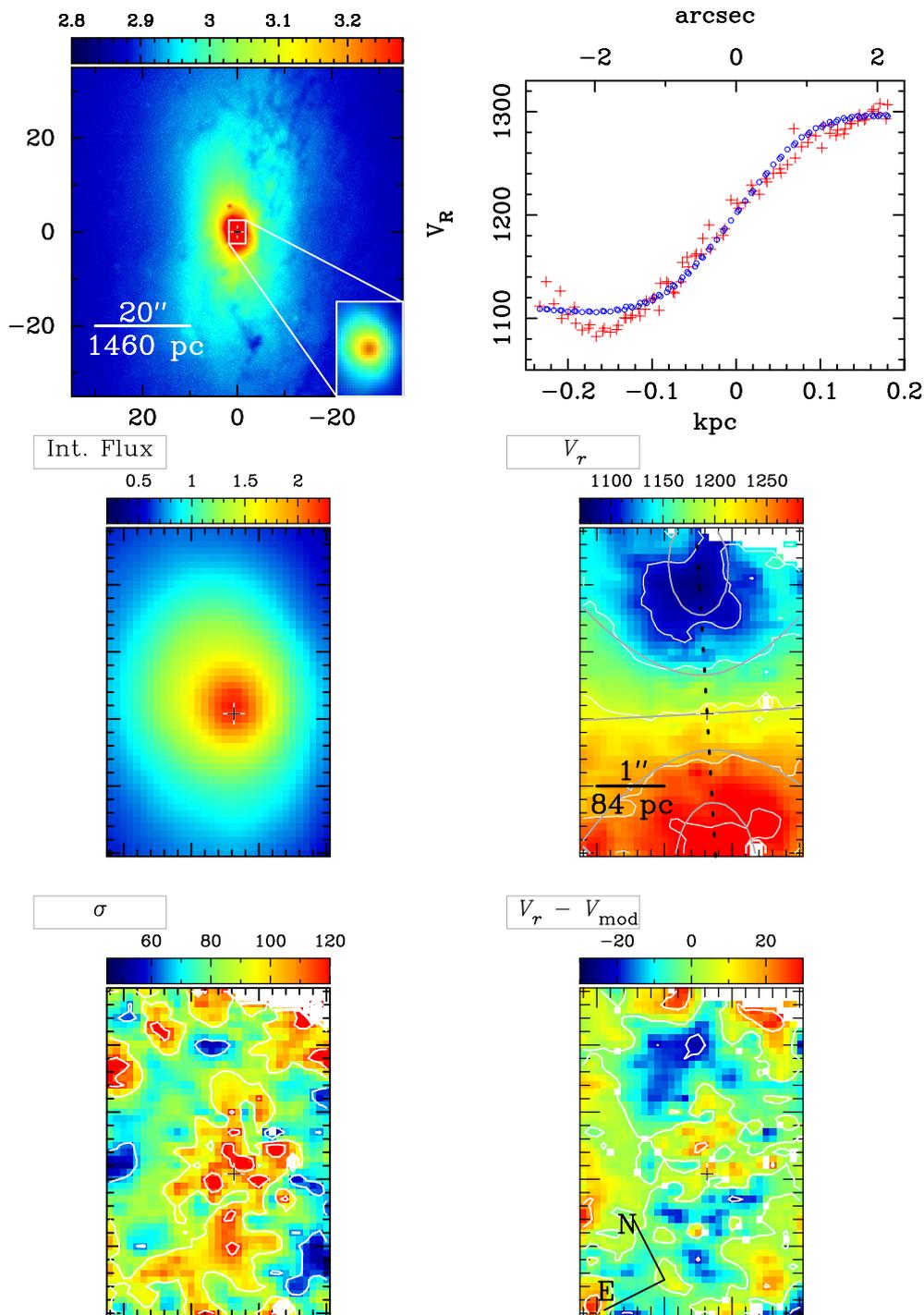


Figura 5.3: Mapas cinemáticos estelares de NGC 3227. Descrição como na Fig. 5.1 com exceção do tamanho dos mapas que aqui cobrem $3''.3 \times 4''.9$.

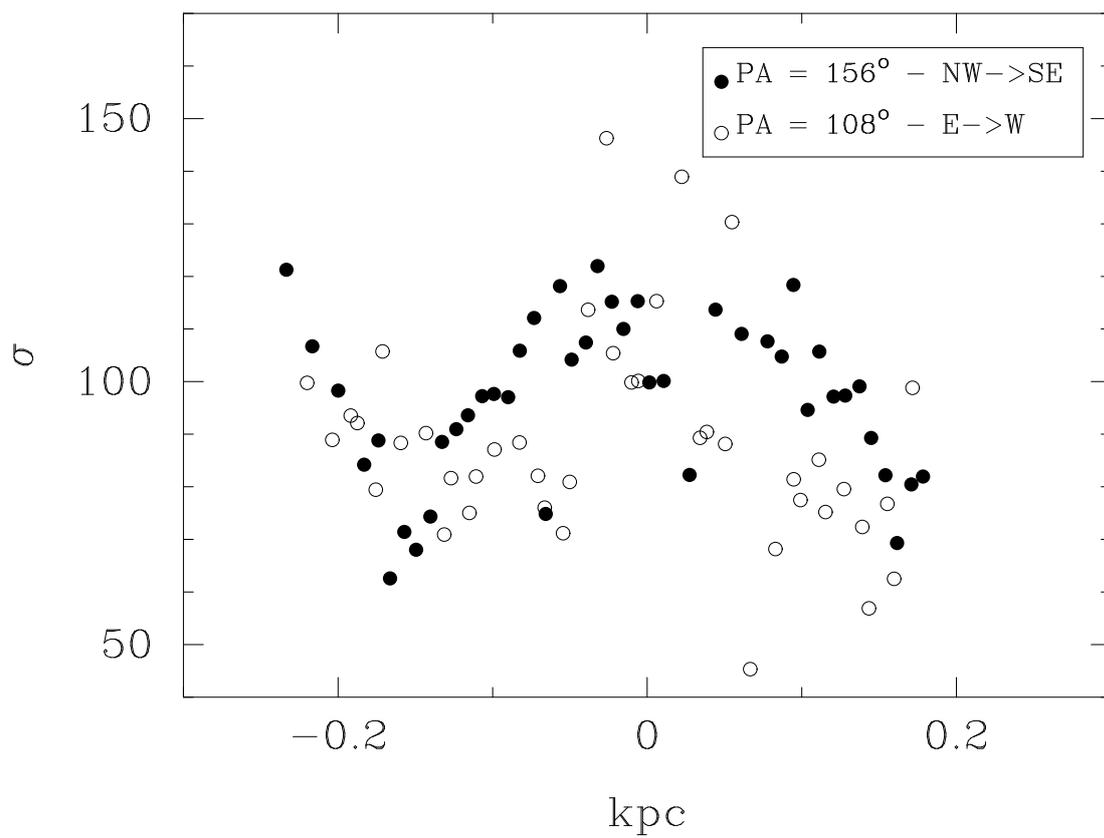


Figura 5.4: Perfis de dispersão de velocidades obtidos extraíndo dados do mapa de σ da galáxia NGC 3227 ao longo de pseudo-fendas de largura $0''.3$ cruzando o núcleo a PAs 156° e 108° .

5.3 NGC 3516

O mapa de velocidade radial (painel central direito da Fig. 5.5) exhibe um padrão de rotação que parece ter o *turnover* nas bordas do campo do IFU, que corresponde a uma distância de 500 pc do núcleo como pode ser também visto na curva de rotação (painel superior direito). O campo de velocidade radial está em boa concordância com o mapa de velocidade bidimensional de Arribas et al. (1997). O PA do eixo maior cinemático de 48.4° também concorda com o valor encontrado por estes autores. Esse é também o ângulo do eixo maior fotométrico obtido ajustando elipses às isofotas mais externas (semi-eixo maior $49''$) da galáxia na imagem na banda i' do GMOS.

A amplitude pico-a-pico da curva de rotação é $\sim 220 \text{ km s}^{-1}$, significativamente maior que a medida por Arribas et al. (1997) que é 160 km s^{-1} . Essa discrepância pode ser entendida se notarmos que eles aplicaram uma suavização de $1''.5$ diretamente no campo de velocidade radial medido por eles a qual provavelmente foi responsável por atenuar os picos da curva de rotação obtida por estes autores. Notamos ainda que a amplitude pico-a-pico da curva de rotação estelar é bem menor que aquela obtida (592 km s^{-1}) no estudo da cinemática do gás por Mulchaey et al. (1992).

O painel inferior esquerdo da Fig. 5.5 mostra o mapa de dispersão de velocidades estelar que apresenta valores típicos na região central maiores que 150 km s^{-1} circundado por uma região de σ que chegam a $\sim 90 \text{ km s}^{-1}$. Medidas de dispersão de velocidade usando a banda de absorção Mg I b feitas por Arribas et al. (1997) fornecem um σ central de $164 \pm 35 \text{ km s}^{-1}$ em uma abertura de $3''$ (que é consistente com o nosso) mas o mapa bidimensional de largura de linha não mostra nenhuma estrutura. Nos nossos dados, as dispersões de velocidade mais baixas são observadas nas vizinhanças do eixo maior cinemático e a uma distância de $\sim 400 \text{ pc}$ do núcleo.

O mapa de resíduos do modelo (painel inferior direito) tem praticamente todos os valores dentro do limite superior de incerteza adotado de $\pm 15 \text{ km s}^{-1}$.

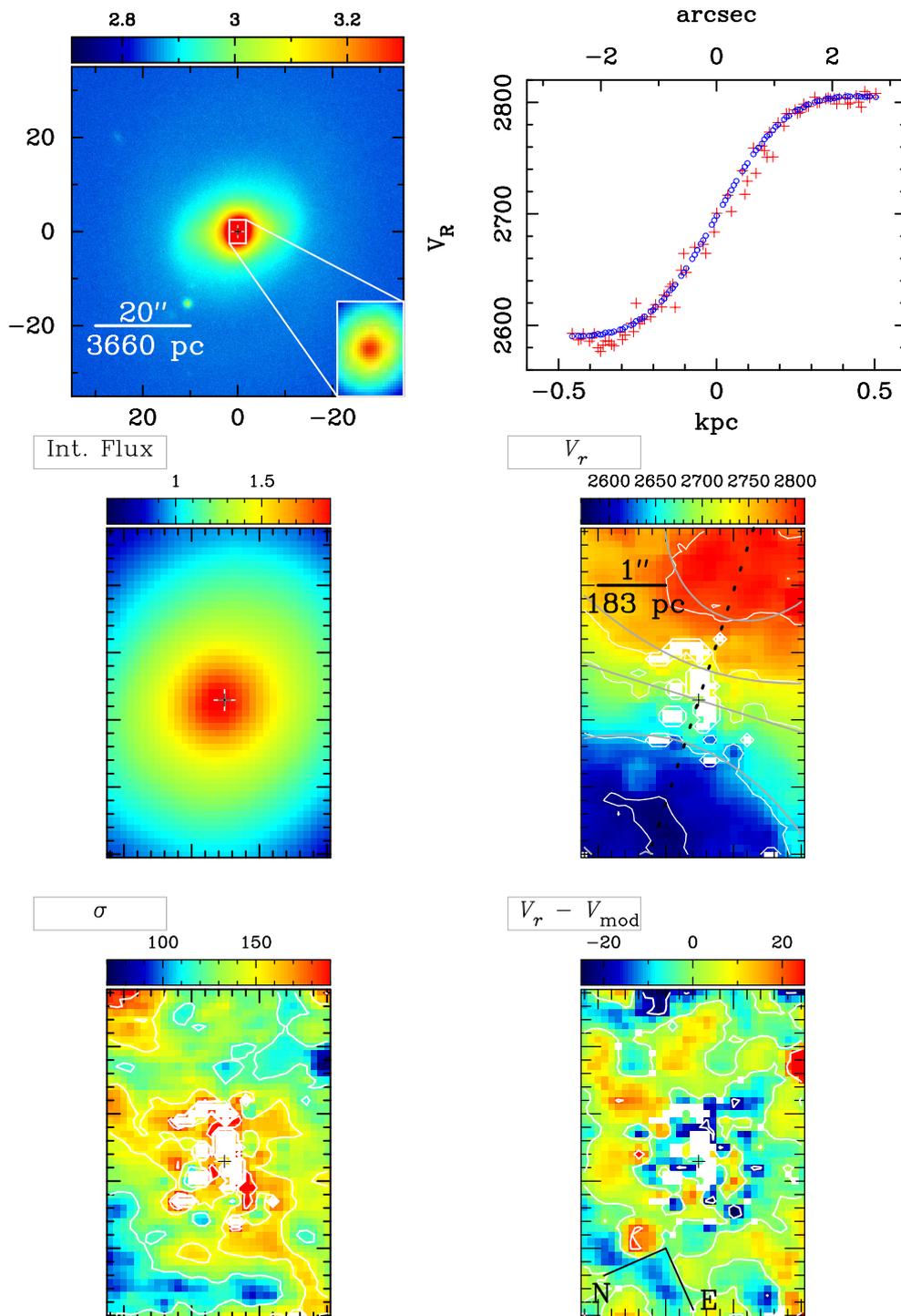


Figura 5.5: Mapas cinemáticos de NGC 3516. Descrição como na Fig. 5.1 com exceção do tamanho dos mapas que aqui cobrem $3''3 \times 4''9$.

5.4 NGC 4051

Nesta galáxia o contínuo do núcleo Sy 1 e a emissão de linhas largas do CaT impediram a determinação da dinâmica estelar dentro dos $0''.5$ do núcleo. Essa região foi, então, mascarada na modelagem e nos mapas cinemáticos.

O mapa de velocidade radial (painel central direito da Fig. 5.6) é dominado pelo padrão de rotação típico das galáxias até aqui. A curva de rotação (painel superior direito) tem uma amplitude pico-a-pico de apenas 130 km s^{-1} para uma inclinação da galáxia $i = 41^\circ$ (obtida por $i = \cos^{-1} b/a$ em que a e b são, respectivamente os eixos fotométricos maior e menor da galáxia recuperados no NED¹) e o *turnover* parece ocorrer muito próximo do núcleo a $R \sim 50 \text{ pc}$.

Os resíduos do modelo (painel inferior direito) estão dentro dos limites $\pm 10 \text{ km s}^{-1}$ e não mostram nenhuma estrutura definida.

O mapa de dispersão de velocidades (painel inferior esquerdo) é bastante irregular tendo valores de σ no intervalo 60 a 100 km s^{-1} . Entretanto não foi possível estender as medidas a regiões mais próximas do núcleo do que $\sim 0''.5$ sendo, portanto, difícil formular qualquer conclusão sobre a distribuição de σ .

¹O NED (NASA/IPAC EXTRAGALACTIC DATABASE) é um catálogo eletrônico de objetos extragalácticos acessível em <http://nedwww.ipac.caltech.edu/>

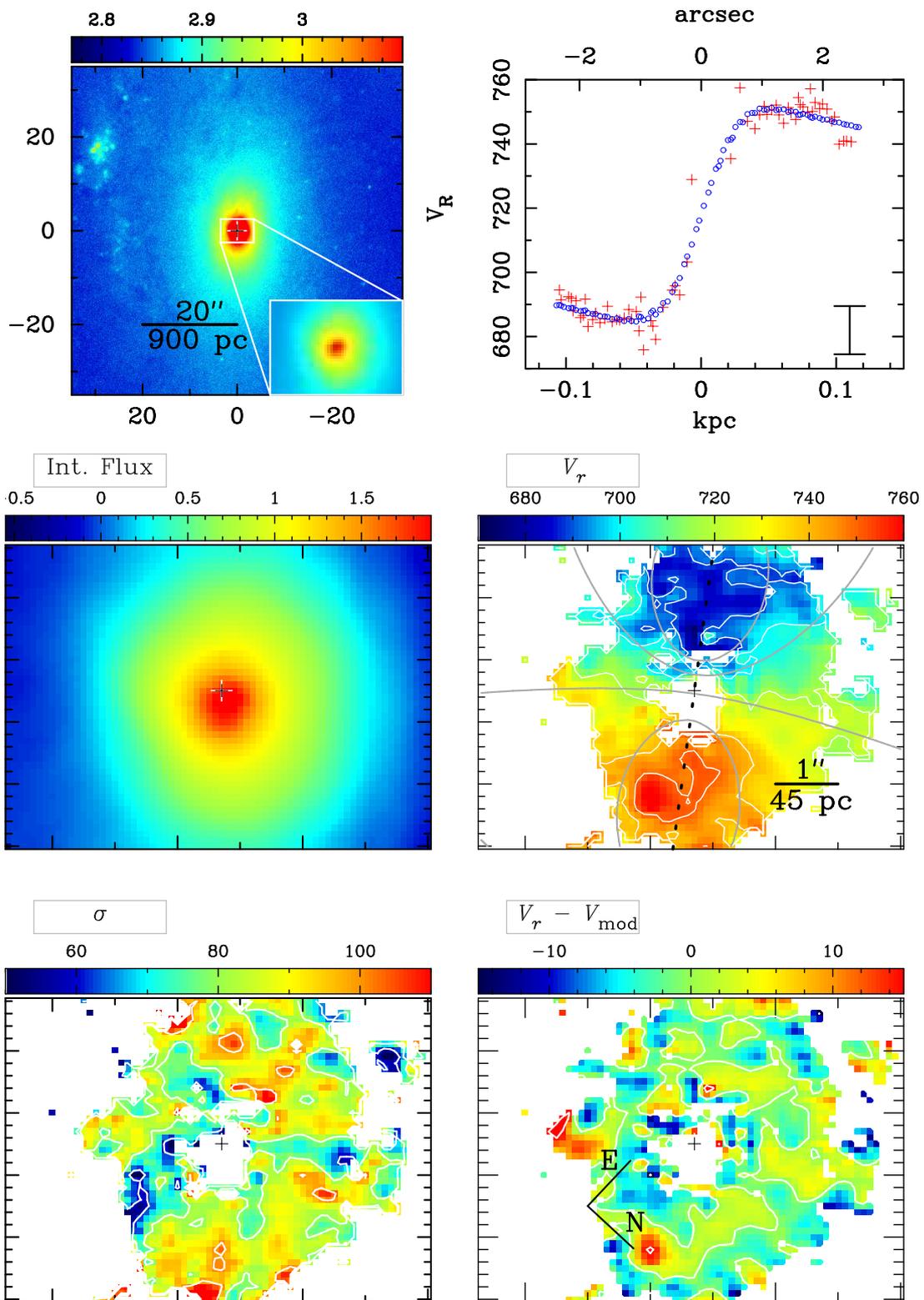


Figura 5.6: Mapas cinemáticos de NGC 4051. Descrição como na Fig. 5.1.

5.5 NGC 4593

A determinação da cinemática desta galáxia foi prejudicada, da mesma forma que na galáxia NGC 4051, pela contaminação do CaT causada pelo contínuo e linhas de emissão largas do seu núcleo Sy 1.

A amplitude pico-a-pico do campo de velocidade radial é 255 km s^{-1} mas a curva de rotação (painel superior direito da Fig. 5.7) sugere que a máxima velocidade de rotação deve ocorrer além das bordas do campo do IFU, que corresponde a uma distância de 700 pc do núcleo na direção do eixo maior cinemático.

O mapa de dispersão de velocidades (painel inferior esquerdo) aponta para o crescimento dos valores de σ na direção do núcleo. As regiões mais centrais mas ainda usáveis do mapa têm valores tão altos quanto 120 km s^{-1} . A uma distância de $\sim 2''.5$ do núcleo ($\sim 400 \text{ pc}$), o σ cai para $80\text{--}90 \text{ km s}^{-1}$ principalmente ao longo do eixo maior cinemático como no caso da NGC 3516. Em direções aproximadamente perpendiculares ao eixo maior cinemático, a dispersão de velocidades cai mais lentamente e cresce novamente atingindo 130 km s^{-1} nas bordas do mapa. Esse comportamento sugere, também para essa galáxia, a presença de uma estrutura do tipo anel parcial. Na figura 5.8 vemos extrações do mapa de dispersões de velocidade em pseudo fendas ao longo do eixo maior e menor que apóiam esta interpretação. Alternativamente esta região de baixos valores de σ pode estar associada com um braço espiral nuclear fortemente enrolado observado em uma imagem HST na banda F547M de Malkan, Gorjian & Tam (1998).

Gonzalez Delgado et al. (1997), usando imageamento em banda estreita na linha $\text{H}\alpha$, encontraram o que eles chamaram de anel de formação estelar rompido. Entretanto, a comparação dos nossos dados com os deles mostra que nosso anel parcial de baixo σ é interno ao anel em $\text{H}\alpha$ de Gonzalez Delgado et al. (1997).

Os resíduos do modelo de velocidade radial (painel inferior direito) são menores que $\pm 15 \text{ km s}^{-1}$ mas mostram alguma semelhança com o mapa de σ , sugerindo desvios sistemáticos do modelo em associação com a região do anel de baixa dispersão de velocidades.

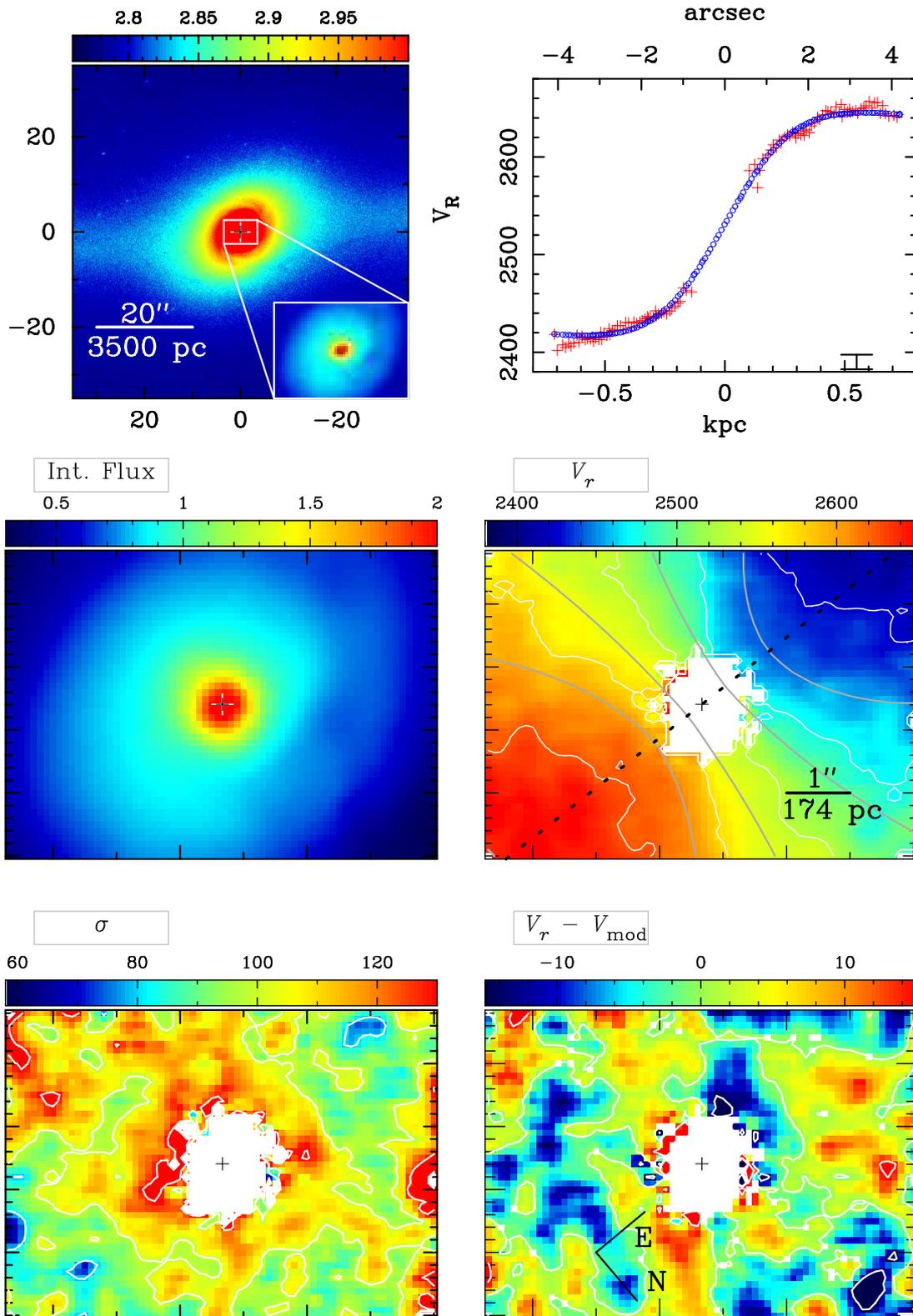


Figura 5.7: Mapas cinemáticos de NGC 4593. Descrição como na Fig. 5.1.

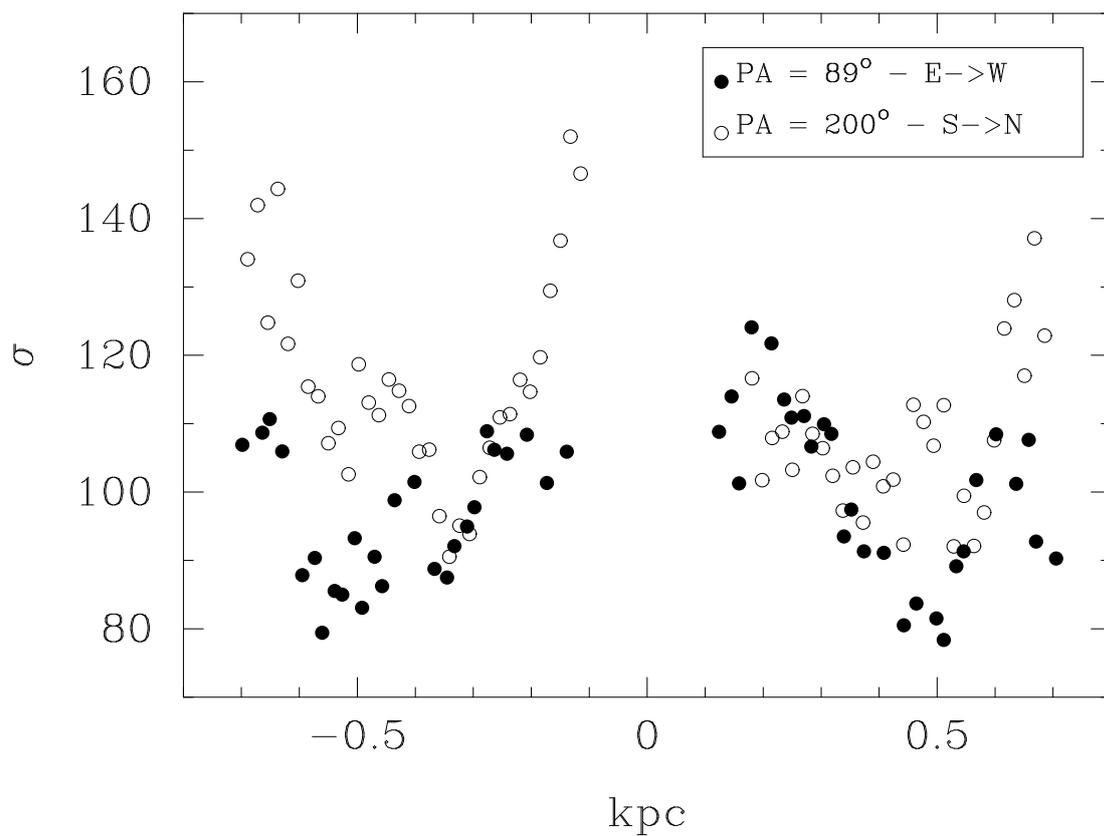


Figura 5.8: Perfis de dispersão de velocidades obtidos extraíndo dados do mapa de σ da galáxia NGC 4593 ao longo de pseudo-fendas de largura $0''.3$ cruzando o núcleo a P.A.s 89° e 200° .

5.6 NGC 4941

Novamente encontramos nesta galáxia um padrão de rotação simples no campo de velocidade radial (painel central direito da Fig. 5.9). A curva de rotação (painel superior direito) indica que o *turnover* ocorre fora da região observada, ou seja, além de 200 pc de distância do núcleo.

A dispersão de velocidades (painel inferior esquerdo) é praticamente plana dentro de um raio de ~ 100 pc do núcleo, com valores centrais de ~ 135 km s⁻¹ decrescendo a 100 km s⁻¹ nas bordas do campo observado (~ 200 pc).

Os resíduos do modelo de velocidade radial (painel inferior direito) estão dentro dos limites ± 15 km s⁻¹ e não mostram nenhum padrão simples.

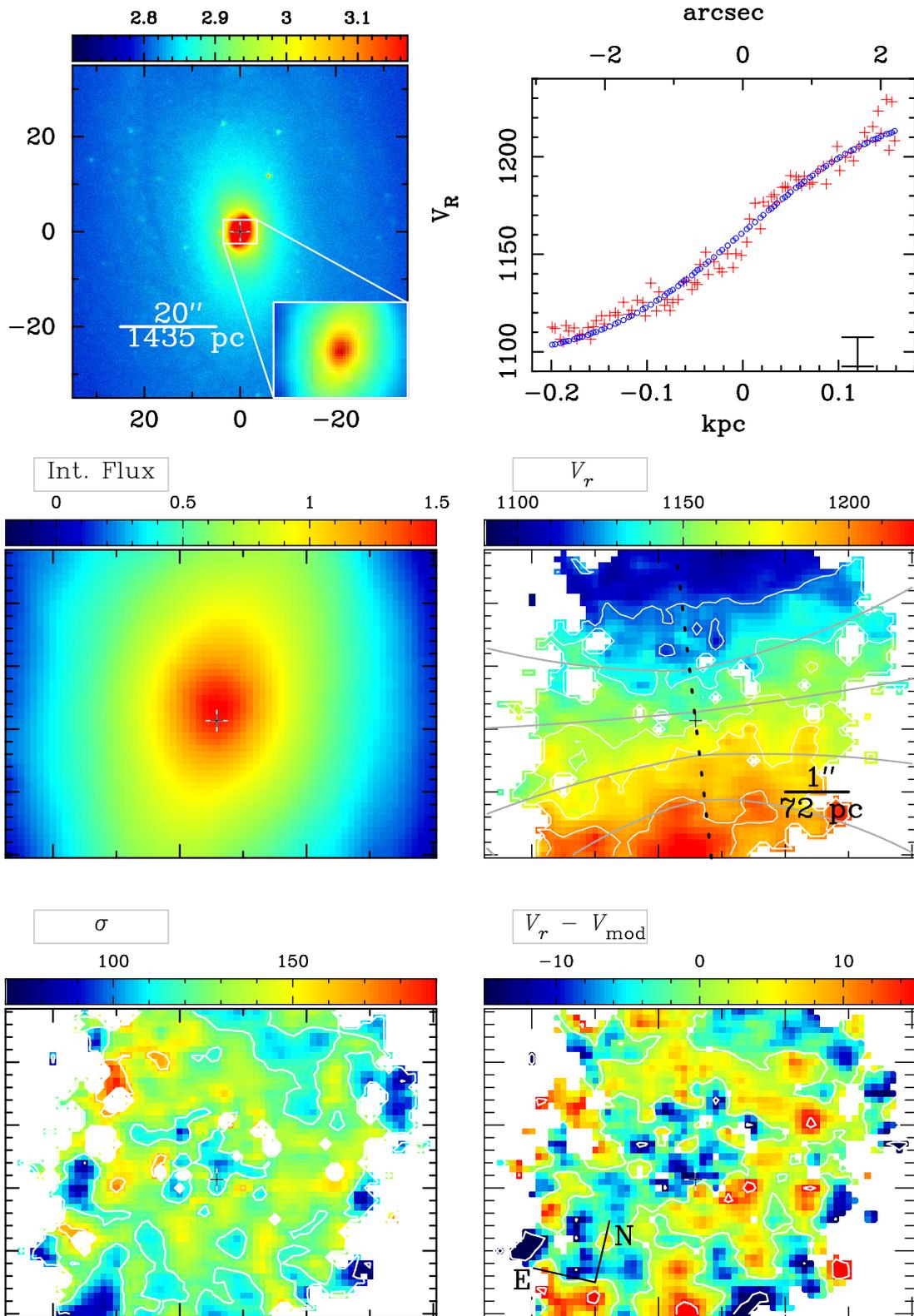


Figura 5.9: Mapas cinemáticos de NGC 4941. Descrição como na Fig. 5.1.

Capítulo 6

A emissão e a cinemática do gás

A linha de emissão [S III] $\lambda 9069$ foi detectada resolvida em todas as galáxias da amostra e sempre cobrindo uma fração significativa do campo do IFU permitindo a determinação tanto da morfologia quanto da cinemática da NLR.

Os mapas da cinemática na linha de emissão [S III] são apresentados para cada galáxia em pares de figuras de 6.1 e 6.2 até 6.11 e 6.12. A primeira figura de cada par compreende 6 painéis como descrito abaixo.

1. O painel superior esquerdo mostra o fluxo integrado na linha de emissão [S III];
2. O painel superior direito mostra o contínuo integrado em uma janela espectral de 470 Å centrada na região espectral do CaT (o mesmo mostrado no capítulo 5);
3. O painel central esquerdo mostra o mapa de velocidade radial na linha [S III];
4. O painel central direito mostra o mapa de velocidade radial estelar (o mesmo mostrado no capítulo 5);
5. O painel inferior esquerdo mostra o mapa de dispersão de velocidades de [S III];
6. O painel inferior direito mostra o mapa da diferença entre os campos de velocidade radial do gás e das estrelas.

Em todos os painéis o centro cinemático estelar é identificado pela cruz preta. Contornos correspondentes a imagens rádio foram superpostos aos mapas de [S III] como descrito nas legendas das figuras. Exceto quando especificado diferentemente, o alinhamento entre os mapas em [S III] e os mapas rádio foi feito superpondo os máximos de distribuição de brilho. Os painéis com dados estelares foram incluídos aqui para comparação com os correspondentes mapas do gás.

A segunda figura de cada par apresenta fatias em velocidade ao longo da linha de emissão. O número de fatias apresentado depende da largura da linha mas todas as fatias tem largura no espaço de velocidades de $\sim 45 \text{ km s}^{-1}$.

A seguir são discutidos os resultados para cada galáxia individualmente.

6.1 NGC 2273

O mapa de fluxo integrado (painel superior esquerdo da Fig. 6.1) mostra um pico central brilhante e emissão resolvida estendida a N/NE do núcleo por $\sim 3.5''$ e por $2''$ a W, E e S. Os contornos rádio 3.6 cm superpostos (contornos mais internos) mostram dois *blobs* distintos separados por $\sim 1''$ ao longo da direção E-W mas ambos a E do núcleo. A imagem rádio foi superposta ao mapa em [S III] alinhando o pico da emissão de [S III] com a posição nuclear adotada por Nagar et al. (1999) no mapa rádio.

A comparação do fluxo integrado na linha [S III] com os fluxos nas 16 fatias de velocidade apresentadas na Fig. 6.2 sugere a presença de quatro componentes de emissão estendidas. A primeira componente é observada como uma estrutura linear estendendo-se do núcleo por $\sim 1''$ na direção W, sendo visível desde as fatias de mais alto *blueshift* até $\sim 0 \text{ km s}^{-1}$. Esta componente é co-espacial às regiões emissoras em rádio 3.6 cm. Ferruit, Wilson & Mulchaey (2000) encontraram em uma imagem [O III] feita com o HST uma estrutura tipo jato estendendo-se a W do núcleo por $2''$ a qual eles sugerem estar associada a atividade nuclear. A estrutura em [O III], por eles detectada é, também, co-espacial a que encontramos em [S III] e, muito provavelmente, compartilham a mesma origem. Uma segunda componente é observada estendendo-se do núcleo por $\sim 2''$ na direção S/SW em fatias de velocidade desde -211 até -28 km s^{-1} e uma terceira componente parece ser sua contrapartida no lado oposto ao núcleo observada em *redshift* nas fatias

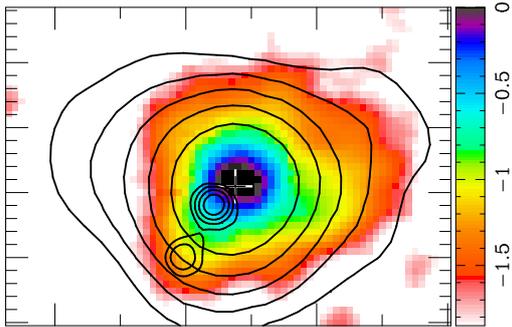
desde -28 até 109 km s^{-1} e estendida por $\sim 2''$ na direção N/NE. Esta última componente poderia estar associada a um dos braços espirais observados por Erwin & Sparke (2003). Uma quarta componente parece estar presente nas fatias de -74 até 63 km s^{-1} estendendo-se a E por $\sim 1''.5$ e parece ser a contrapartida oposta em velocidade e orientação à componente W que também pode ser vista pouco estendida no mapa [O III] de Ferruit, Wilson & Mulchaey (2000).

Exceto pela região central, o mapa de velocidade radial do gás tem uma boa semelhança com o correspondente estelar tendo a linha dos nodos ao longo da mesma direção SW-NE. De fato, no mapa de diferença entre os dois campos de velocidade (painel inferior direito), o que se vê principalemnte são resíduos sem um padrão claro que estão dentro do intervalo de valores de $\pm 50 \text{ km s}^{-1}$ exceto para a região interna a $0''.5$ do núcleo que exhibe *redshift* do gás de mais de 50 km s^{-1} .

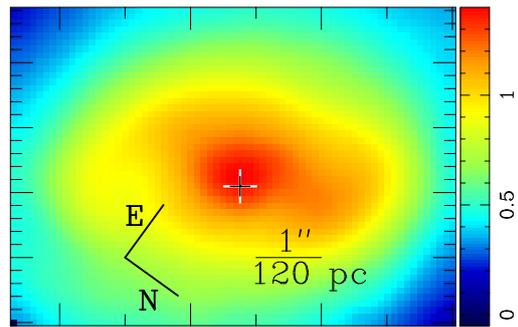
O mapa de dispersão de velocidades em [S III] (painel inferior esquerdo) mostra os valores mais altos em uma estrutura central estendida de W a E por $\sim 4''$ com máximo a $\sim 1''$ W do núcleo. Esta região de σ alto é coespacial e provavelmente está associada à componente cinemática de mais alto *blueshift* observada nos mapas de fatias em velocidade e com o blob em rádio 3.6 cm mais intenso. Tais alinhamentos suportam um cenário em que a emissão rádio em 3.6 cm seja proveniente de material ejetado do núcleo e que interage com o meio interestelar circumnuclear.

Figura 6.1: Mapas cinemáticos do gás de NGC 2273 (legenda da Fig. da página 54). **Acima à esquerda:** fluxo integrado em [S III]. Os contornos superpostos em todos os painéis dessa figura são: rádio 20 cm (contornos mais estendidos) e 3.6 cm. **Acima à direita:** re-imageamento da galáxia a partir dos espectros individuais no contínuo $\sim 8500\text{\AA}$. Reproduzida aqui conforme na Fig. 5.1 para comparação. **Centro à esquerda:** mapa de velocidade radial na linha de emissão [S III]. **Centro à direita:** mapa de velocidade radial estelar reproduzido aqui conforme na Fig. 5.1 para comparação. **Abaixo à esquerda:** dispersão de velocidades da linha [S III]. **Abaixo à direita:** diferença entre os mapas de velocidade radial do gás e das estrelas. A cruz indica a posição do núcleo, definida como correspondendo ao pico da distribuição de emissão em [S III] da galáxia. A escala de cores dos mapas de fluxo integrado são dadas em unidades arbitrárias logarítmicas, todas as outras são dadas em km s^{-1} . Os campos IFU mostrados tem dimensões $6''.8 \times 4''.9$. A escala e orientação dos painéis é sempre a mesma conforme marcações no painel superior direito.

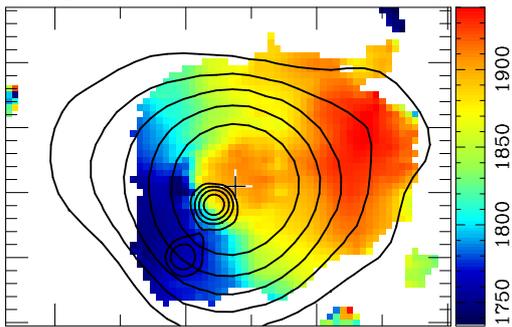
[S III] Int. Flux



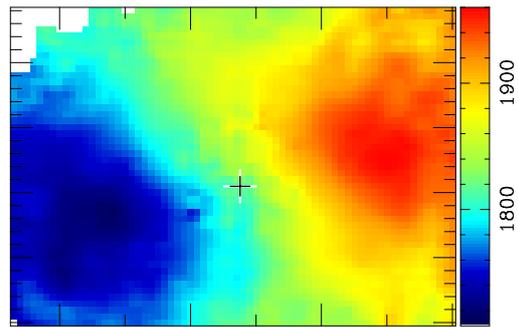
CaT Int. Flux



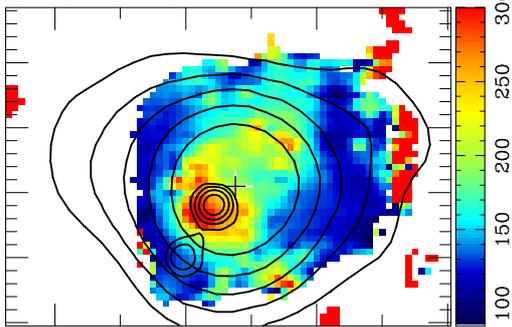
[S III] Radial Vel.



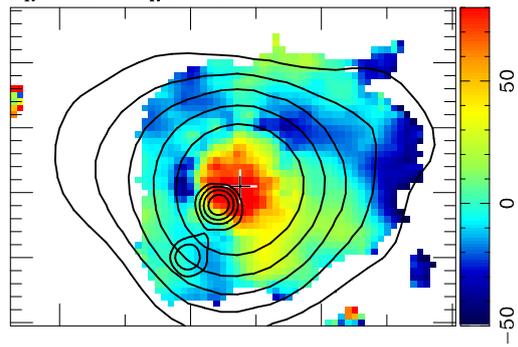
CaT Radial Vel.



[S III] Vel. Dispersion



$V_R(\text{Gas}) - V_R(\text{Stel})$



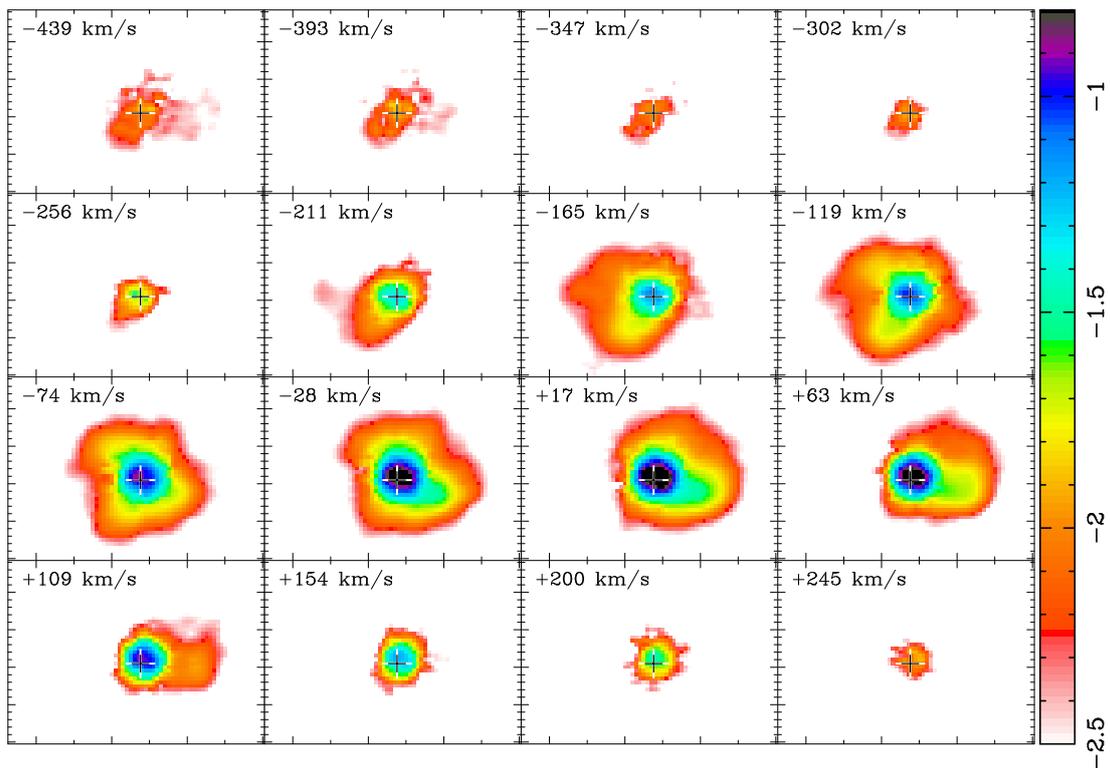


Figura 6.2: “Tomografia”: distribuição de brilho de NGC 2273 em diferentes fatias do perfil da linha de emissão [S III], correspondendo a “bins” de velocidade de 45 km s^{-1} centrados em velocidades de -439 km s^{-1} até $+245 \text{ km s}^{-1}$.

6.2 NGC 3227

O mapa de fluxo integrado em [S III] (painel superior esquerdo da Fig. 6.3) mostra emissão resolvida e estendida em todas as direções com o fluxo caindo mais rapidamente nas direções S e SE e estendendo-se além dos limites do campo observado nas direções W, N e E. A emissão visível dentro do campo é claramente alongada a partir do núcleo na direção N ao longo de P.A. $\sim -5^\circ$.

O rádio em 20 cm (contornos mais externos) é estendido e não apresenta estruturas na escala das estruturas observadas em [S III]. O mapa rádio em 3.6 cm (contornos internos) é compacto mas resolvido, sendo alongado a N ao longo de P.A. $\sim -5^\circ$, a mesma direção da extensão em [S III] sugerindo que esta é associada à emissão em rádio 3.6 cm.

A comparação entre o fluxo integrado com o fluxo em fatias de velocidade (Fig. 6.4) mostra uma componente alongada a N nas fatias *blueshifted* desde -969 até -7 km s $^{-1}$ a qual muda sua orientação e cresce em extensão para fatias de velocidades decrescentes. Os maiores *blueshifts* são observados bem próximos ao núcleo dentro de $\sim 1''$ a N. Encontramos emissão estendida nos canais de -465 a -282 km s $^{-1}$ alongada a partir núcleo na direção P.A. $\sim 10^\circ$ e que nas fatias de -236 a -99 km s $^{-1}$ é alongada na direção P.A. $\sim -10^\circ$.

O campo de velocidade radial (painel central esquerdo) tem duas regiões bastante evidentes de alto *blueshift* ao longo de P.A. $\sim 23^\circ$ a distâncias de $0''.7$ e $2''.4$ do núcleo e que são, também, visíveis no mapa de diferença entre velocidade radial do gás e das estrelas (painel inferior direito) e apresentam velocidades relativas ao campo estelar de ~ -200 km s $^{-1}$.

O mapa de dispersão de velocidades (painel inferior esquerdo) mostra que os valores de σ cobrem um amplo intervalo de valores desde ~ 100 km s $^{-1}$ a N até ~ 800 km s $^{-1}$ a NE. As regiões com os valores de σ mais altos são adjacentes às duas regiões de alto *blueshift*, indicando uma associação entre os valores de σ e os *outflows* observados.

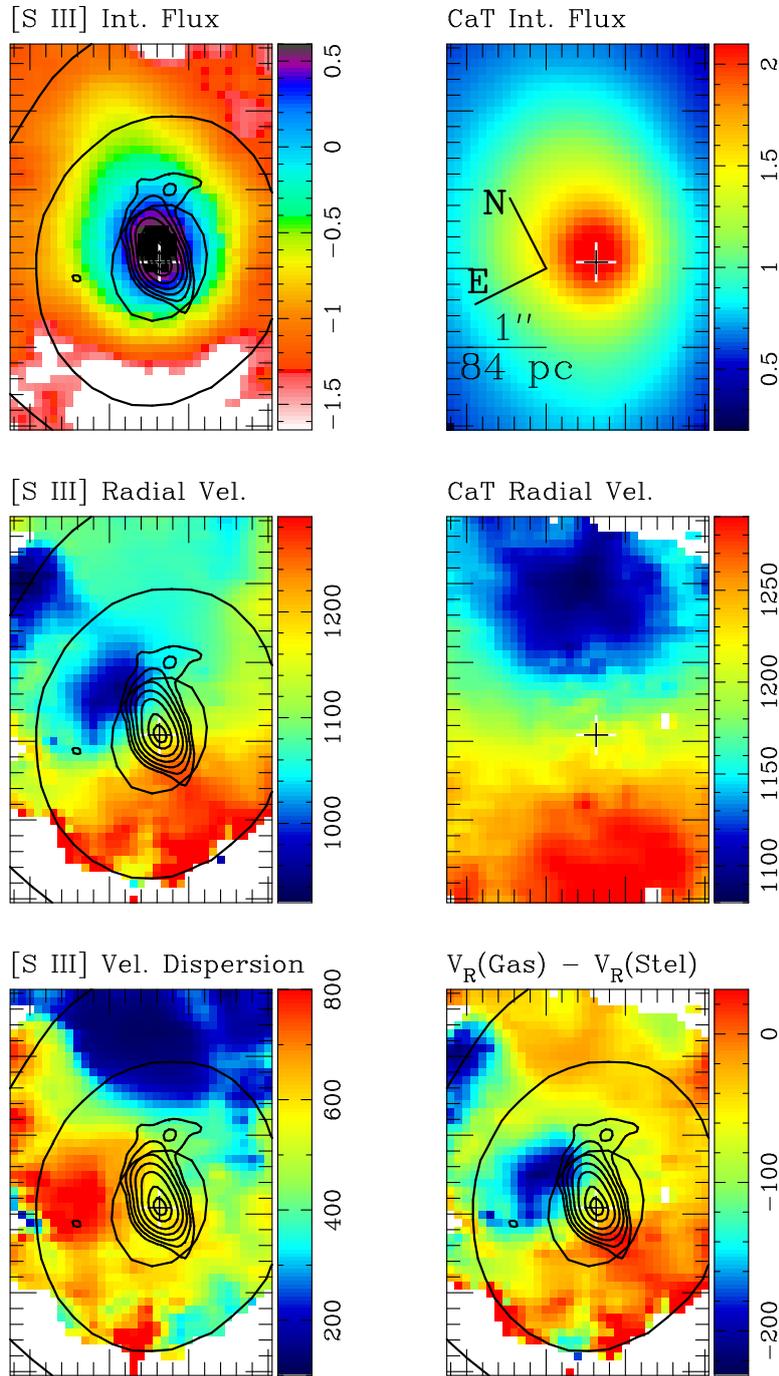


Figura 6.3: Mapas cinemáticos do gás de NGC 3227. Descrição como na Fig. 6.1 com exceção que os mapas nessa figura cobrem $3''.3 \times 4''.9$ e os painéis direitos superior e central mostrados aqui para comparação são os mesmos da Fig. 5.3.

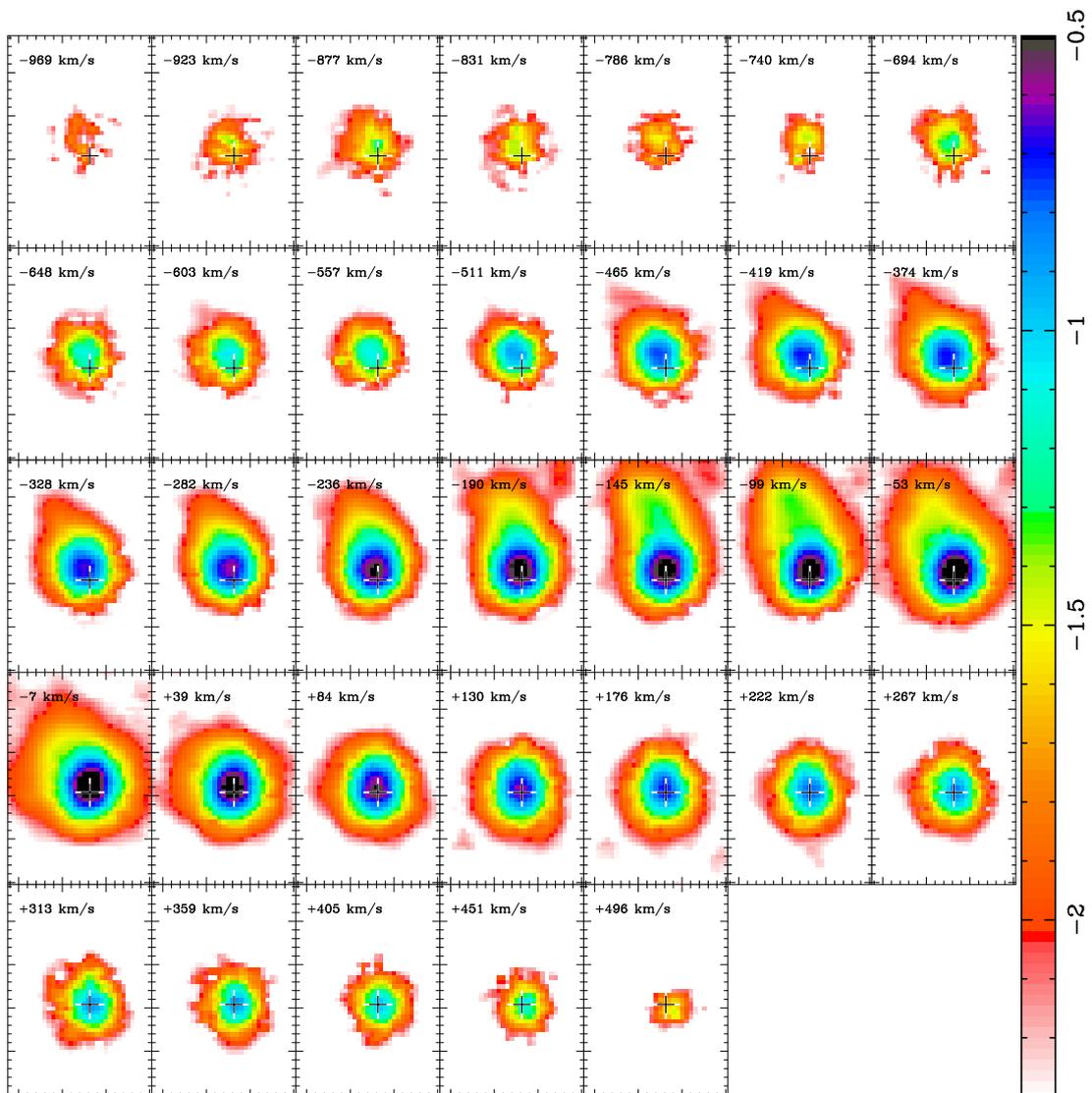


Figura 6.4: “Tomografia”: distribuição de brilho de NGC 3227 em fatias do perfil da linha de emissão [S III], correspondendo a “bins” de velocidade de 45 km s^{-1} centrados em velocidades de -969 km s^{-1} até $+496 \text{ km s}^{-1}$.

6.3 NGC 3516

O fluxo integrado em [S III] (painel superior esquerdo da Fig. 6.5) mostra emissão nuclear resolvida e alongada a N no P.A. $\sim 10^\circ$ e conectada a um *blob* distante $\sim 2''$ do núcleo o qual se estende além do campo do IFU.

A emissão rádio 20 cm (contornos mais externos) mostra uma clara associação espacial com a emissão [S III] sendo, também, alongada para N onde está o *blob*.

As fatias de velocidade (Fig. 6.6) revelam claramente um *blob blueshifted* nas fatias de -357 até -128 km s $^{-1}$ a $2''$ do núcleo na direção N. Uma possível componente correspondente oposta (observada em *redshift*) a S do núcleo é visível em fatias de velocidades $+9$ até $+147$ km s $^{-1}$ a qual também parece se estender além dos limites do campo do IFU. A emissão do núcleo também apresenta forte *blueshift* chegando a -311 km s $^{-1}$ enquanto que o mais alto *redshift* atinge $\sim +190$ km s $^{-1}$ bem próximo ao núcleo.

O campo de diferença entre as velocidades radiais do gás e das estrelas (painel inferior direito da Fig. 6.5) mostra que o campo de velocidade radial do gás (painel central esquerdo) desvia do estelar (painel central direito) apenas para a região do *blob* de emissão a N o qual é *blueshifted* por ~ 200 km s $^{-1}$ em concordância com o que foi encontrado na análise dos mapas de fatias ao longo do perfil da linha de emissão.

A única estrutura vista no mapa de σ (painel inferior esquerdo) é um arco de alta dispersão de velocidades que parece circundar a região do *blob* de emissão. O aumento em σ indica uma perturbação do meio interestelar na região que circunda o *blob* sugerindo que este se move através do meio interestelar da galáxia comprimindo-o.

Este resultado obtido para o gás emissor de [S III] concorda como resultado do trabalho de Ferruit et al. (1998) que encontra emissão [O III] a $1''.7$ do núcleo na direção N em forma de arco em coincidência espacial com o máximo de emissão do jato rádio e com o *blob* que detectamos em [S III] e propõem que a emissão na linha se origina em parte devido à interação do jato rádio com o ISM. Nossos dados determinam a cinemática dessa componente, suportando um cenário de interação entre jato rádio (*outflow*) e ISM. Esse cenário concorda com estudos cinemáticos anteriores de espectroscopia de fenda longa de Mulchaey et al. (1992)

e Veilleux, Tully, & Bland-Hawthorn (1993) que propõem modelos de ejeção de matéria para explicar a cinemática por eles medida.

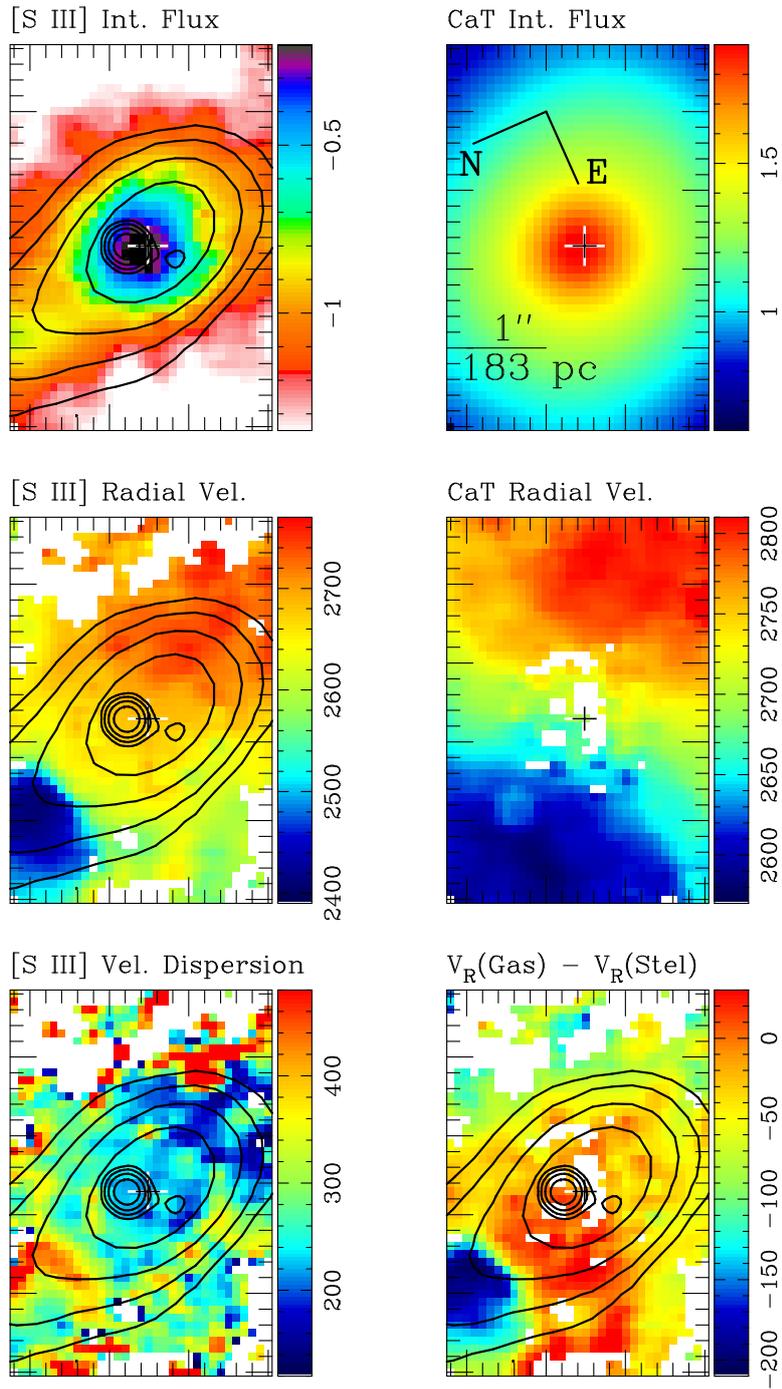


Figura 6.5: Mapas cinemáticos do gás de NGC 3516. Descrição como na Fig. 6.1 com exceção que os mapas nessa figura cobrem $3'' \times 4''$ e os painéis direitos superior e central mostrados aqui para comparação são os mesmos da Fig. 5.5.

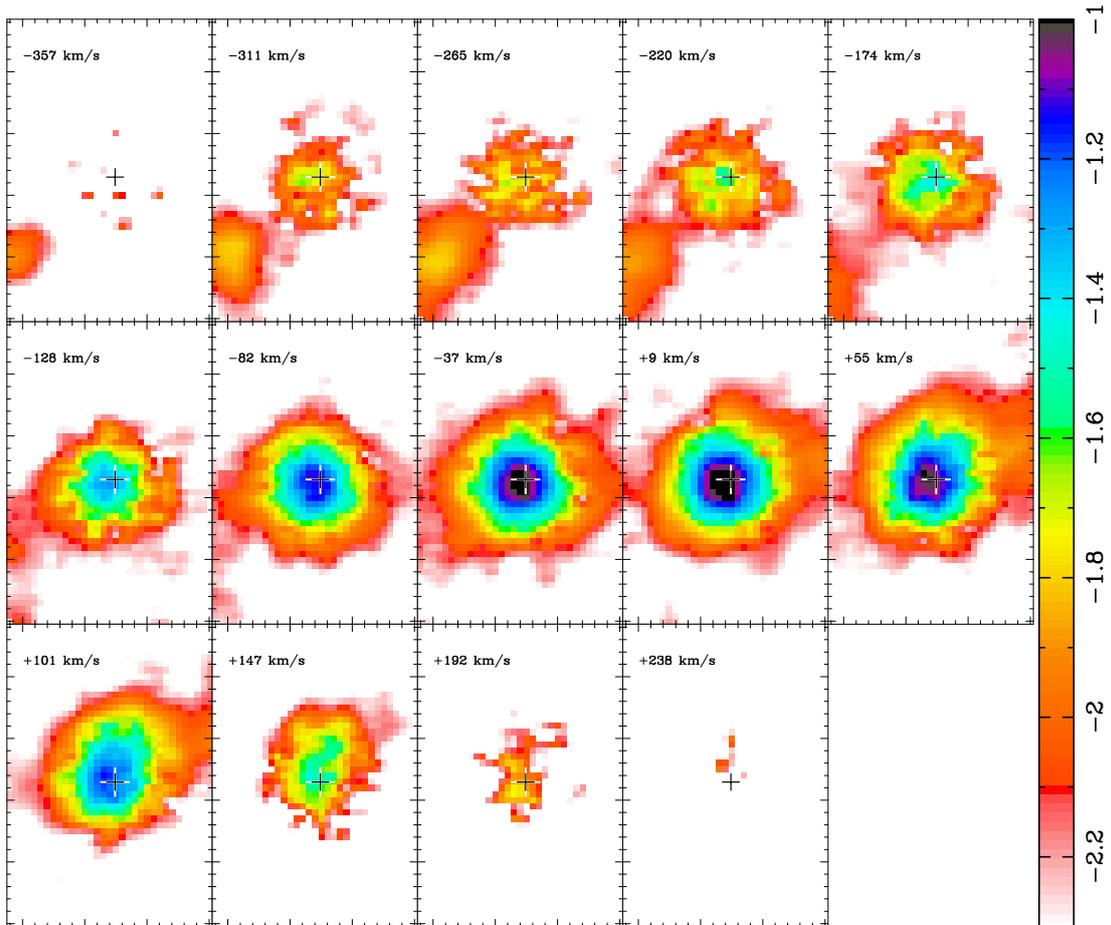


Figura 6.6: “Tomografia”: distribuição de brilho de NGC 3516 em fatias do perfil da linha de emissão [S III], correspondendo a “bins” de velocidade de 45 km s^{-1} centrados em velocidades de -357 km s^{-1} até $+238 \text{ km s}^{-1}$.

6.4 NGC 4051

O mapa de fluxo integrado (painel superior esquerdo da Fig 6.7) mostra uma estrutura de emissão complexa. As duas estruturas mais proeminentes se estendem por $\sim 4''$ a N e E do núcleo. A S e W vêem-se estruturas que são possíveis “contrapartidas” às estruturas observadas a N e E mas que são proeminentes. Um caroço de emissão também é visto a $\sim 3''$ do núcleo na direção NE.

O rádio em 20 cm (contornos mais externos) é estendido e é mais estendido na direção S apresentando um segundo máximo $\sim 3''$ a S do núcleo na mesma direção da extensão S indicando que a emissão em [S III] está relacionada à emissão em rádio 20 cm. O mapa rádio em 3.6 cm (contornos internos) é compacto mas resolvido, sendo alongado a E e W por $\sim 1''$ ou menos, nas mesmas direções das extensões em [S III] sugerindo que estas são associadas à emissão em rádio 3.6 cm.

Nas fatias de velocidade (Fig. 6.8) vêem-se como componentes distintas, todas as estruturas observadas no mapa de fluxo integrado. As duas componentes mais estendidas, N e E, são vistas em fatias com velocidades de -498 até -315 km s^{-1} e de -315 a $+52 \text{ km s}^{-1}$, respectivamente. Uma provável componente oposta (em orientação e velocidade) à componente N é detectada a S com velocidade entre -40 e $+52 \text{ km s}^{-1}$. Uma componente a W é também vista nos fatias de velocidade $+97$ a $+281 \text{ km s}^{-1}$ e portanto parece ser a componente oposta correspondente à componente E. A $2.5''$ do núcleo na direção NE detectamos também o caroço de emissão visto no mapa de fluxo integrado com um *redshift* modesto já que ele ocupa as fatias de velocidade -40 a $+97 \text{ km s}^{-1}$.

Os mapas de velocidade radial (painel central esquerdo da Fig. 6.7) e de diferença entre a velocidade radial do gás e das estrelas (painel inferior direito), mostram uma estrutura bi-polar ao longo da direção E-W com velocidades $+100$ e -250 km s^{-1} em relação ao campo de velocidade radial estelar. A estrutura bi-polar tem a mesma orientação da estrutura compacta no mapa rádio 3.6 cm sugerindo que esta estrutura é um *outflow* relacionada ao jato rádio compacto cuja componente E é parcialmente orientada na nossa direção. A componente N também é detectada e tem um *blueshift* de $\sim 500 \text{ km s}^{-1}$ com relação ao campo de velocidade radial estelar.

Os valores de σ no mapa de dispersão de velocidades (painel inferior esquerdo da Fig. 6.7) cobrem um grande intervalo de valores desde algumas dezenas de km s^{-1} até $\approx 700 \text{ km s}^{-1}$. A componente N apresenta alta dispersão de velocidades associada com o maior *blueshift* do mapa de velocidade radial. A extensão total dessa área de alto σ não pode ser determinada já que adjacente a ela existe uma região de baixo sinal-ruído. Existem outras duas regiões com sigmas altos $\sim 400 \text{ km s}^{-1}$ em regiões co-espaciais às duas componentes do *outflow* bi-polar, a $\sim 2''$ E e $\sim 1''$ W do núcleo. Esta associação, novamente, suporta o cenário em que altos sigmas são o resultado da interação do jato rádio com o meio interestelar da galáxia hospedeira.

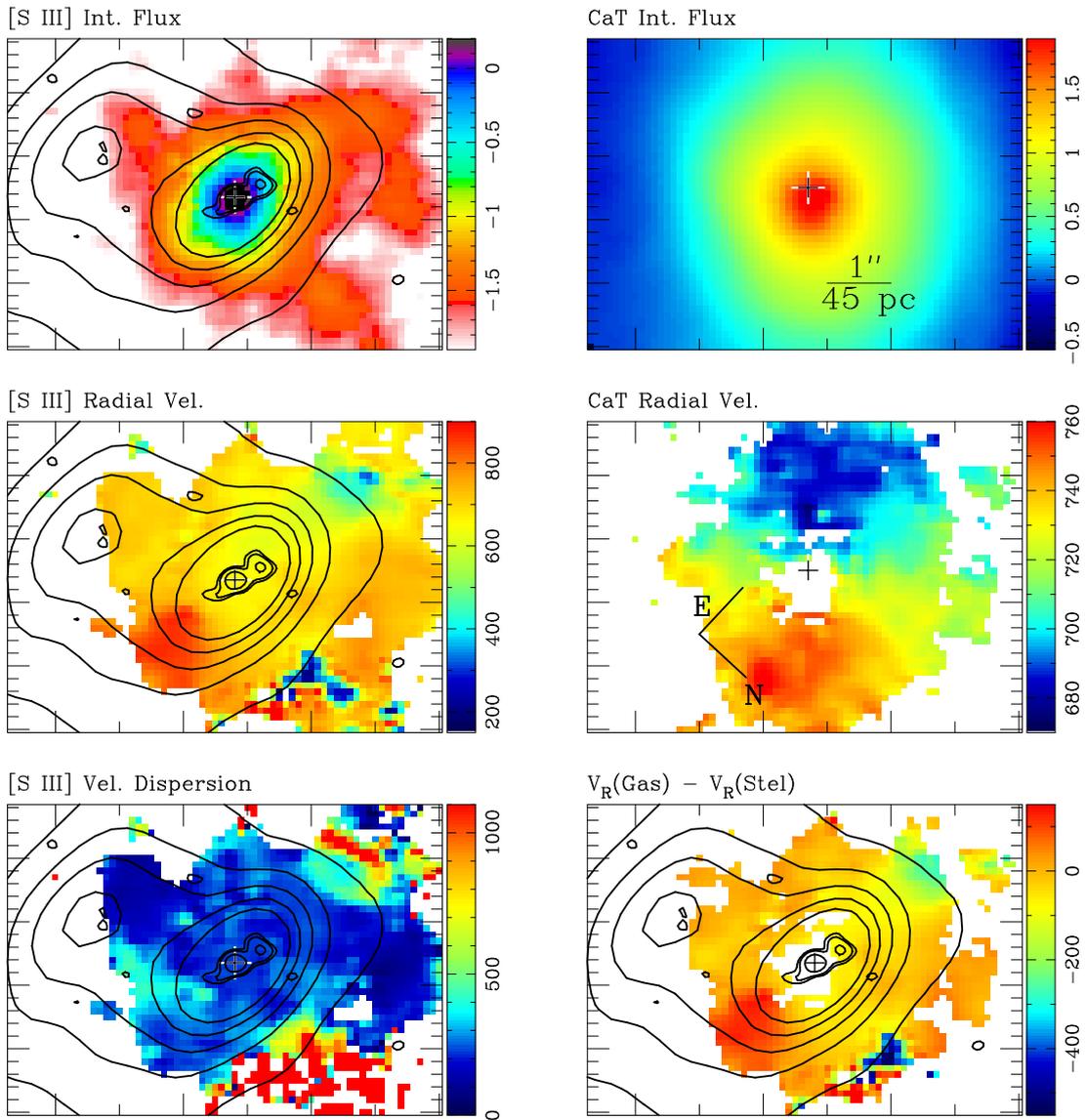


Figura 6.7: Mapas cinemáticos do gás de NGC 4051. Descrição como na Fig. 6.1 com exceção que os painéis direitos superior e central mostrados aqui para comparação são os mesmos da Fig. 5.6.

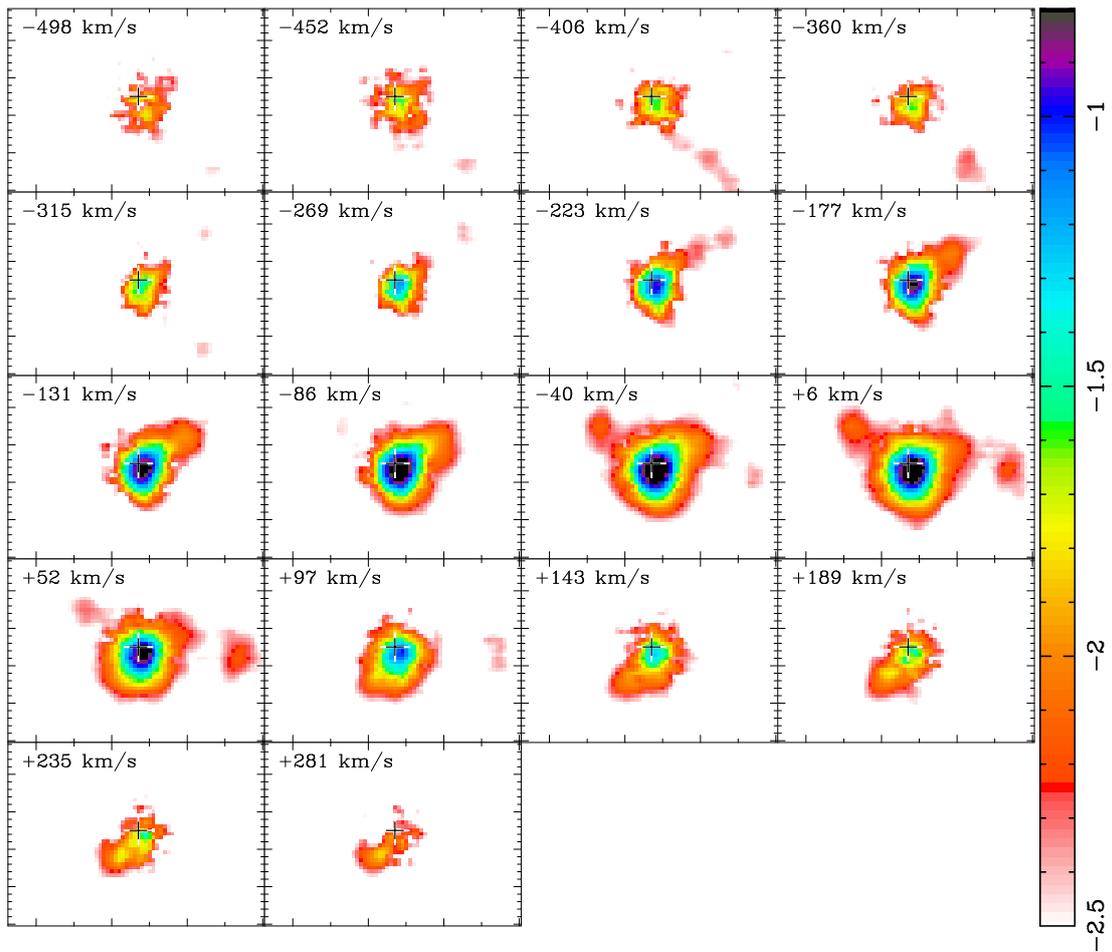


Figura 6.8: “Tomografia”: distribuição de brilho de NGC 4051 em fatias do perfil da linha de emissão [S III], correspondendo a “bins” de velocidade de 45 km s^{-1} centrados em velocidades de -498 km s^{-1} até $+281 \text{ km s}^{-1}$.

6.5 NGC 4593

O mapa de fluxo integrado (painel superior esquerdo da Fig. 6.9) mostra emissão compacta nuclear alongada na direção W (P.A. $\sim 278^\circ$) e emissão estendida por $\sim 5''$ de SE para NW e na direção perpendicular por $\sim 3''$.

O mapa rádio não é resolvido mostrando apenas uma componente nuclear compacta (Schmitt et al. 2001).

As fatias em velocidade da linha [S III] mostrados na Fig. 6.10 reproduz a estrutura vista na região central do mapa de fluxo integrado em um grande intervalo de velocidades, de -112 a $+162$ km s $^{-1}$.

O mapa de velocidade radial em [S III] (painel central esquerdo da Fig. 6.9) mostra um gradiente similar ao observado no campo de velocidade radial estelar (painel central direito) com pequenas diferenças que são evidentes no mapa de diferença entre a velocidade radial do gás e das estrelas (painel inferior direito). Neste mapa observa-se uma região residual de *blueshift* de -50 km s $^{-1}$ a $\sim 1''.5$ do núcleo na direção W e uma região de *redshift* de $+80$ km s $^{-1}$ a $\sim 1''.3$ do núcleo na direção E.

Coespacialmente ao resíduo em *blueshift* o mapa de dispersão de velocidades mostra (painel inferior esquerdo) uma região de baixos valores de σ .

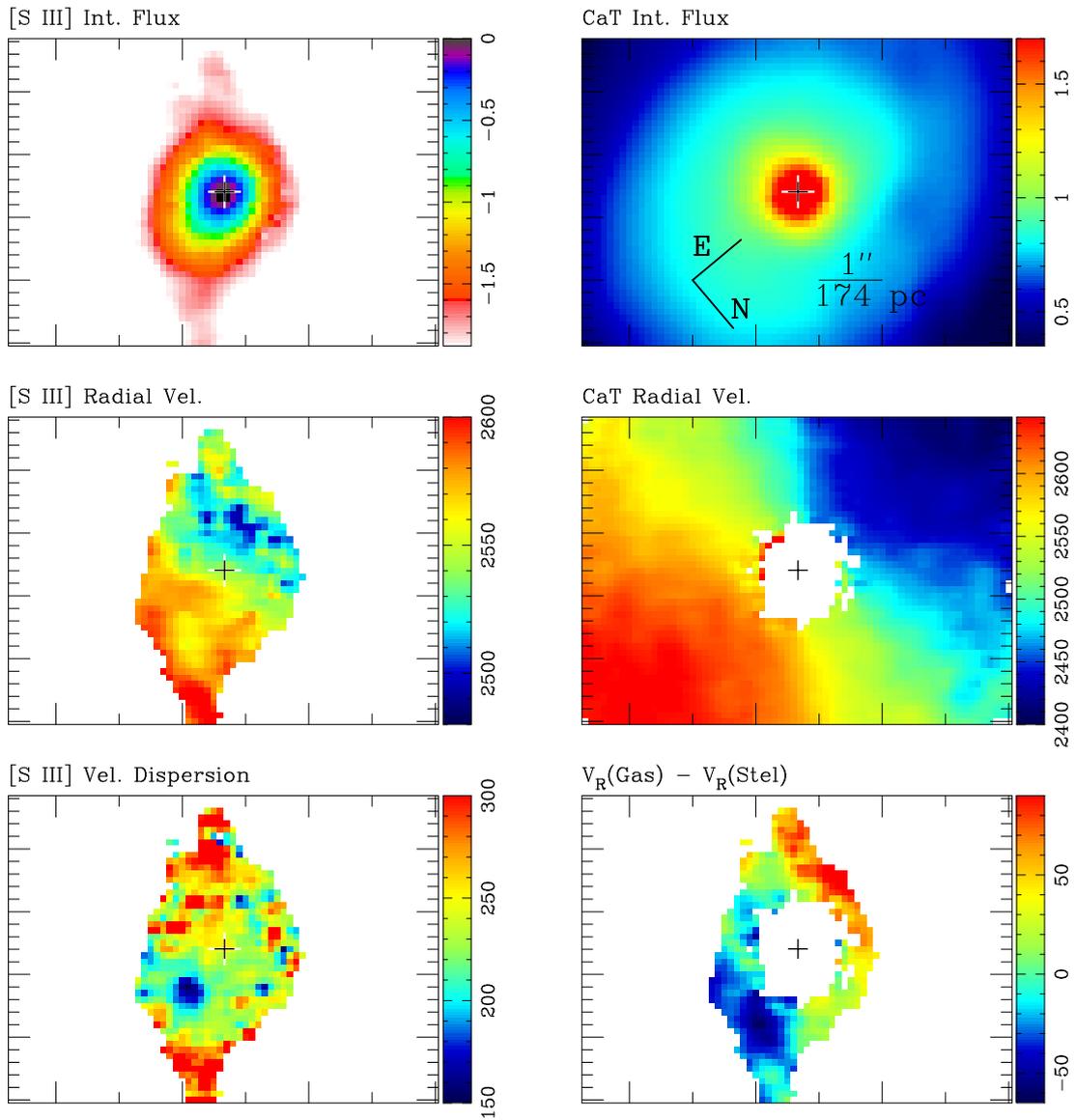


Figura 6.9: Mapas cinemáticos do gás de NGC 4593. Descrição como na Fig. 6.1 com exceção que os painéis direitos superior e central mostrados aqui para comparação são os mesmos da Fig. 5.7.

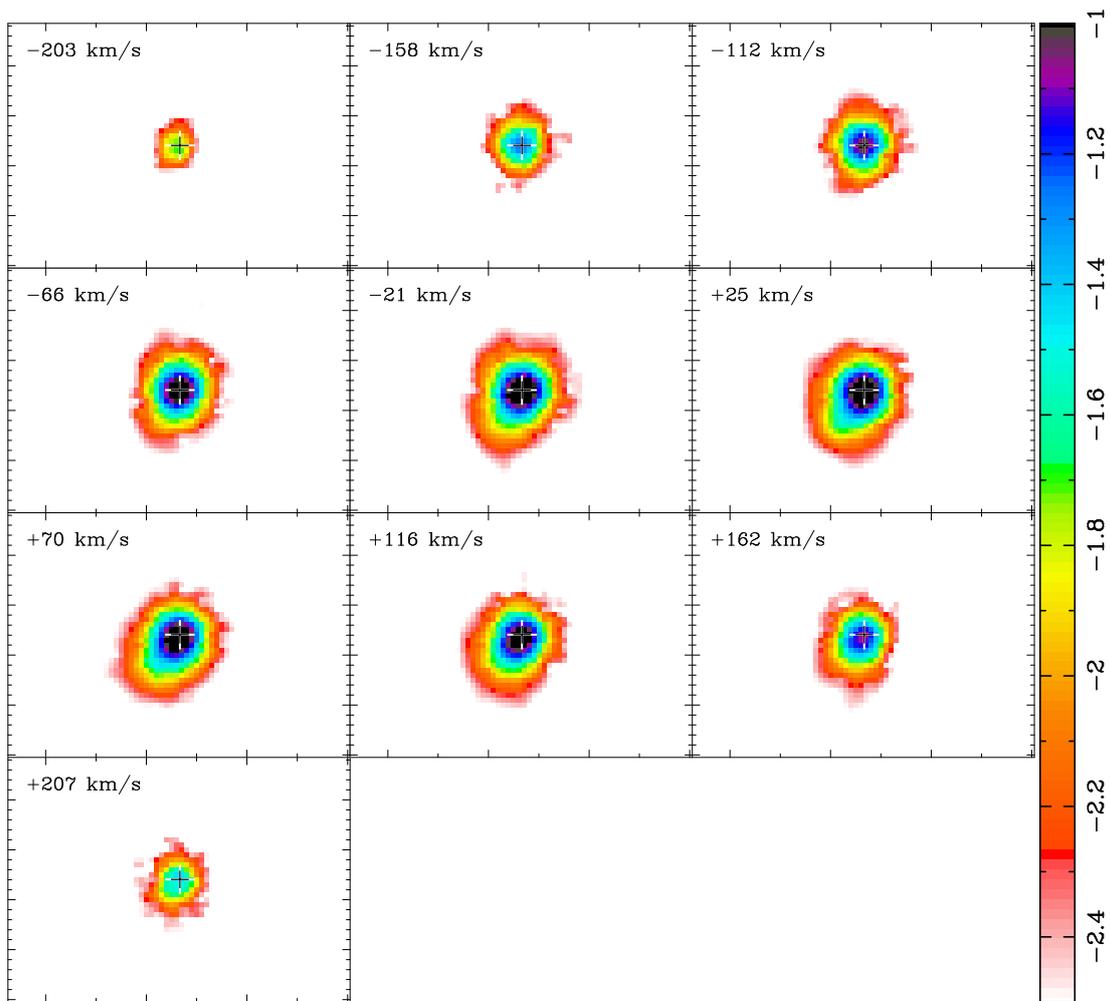


Figura 6.10: “Tomografia”: distribuição de brilho de NGC 4593 em fatias do perfil da linha de emissão [S III], correspondendo a “bins” de velocidade de 45 km s^{-1} centrados em velocidades de -203 km s^{-1} até $+207 \text{ km s}^{-1}$.

6.6 NGC 4941

O fluxo integrado em [S III] (painel superior esquerdo da Fig. 6.11) é estendido por $\sim 3''.5$ em todas as direções e apresenta uma extensão adicional tênue na direção S para além do limite do campo do IFU ($\sim 2''.2$ a S do núcleo).

A emissão rádio é ligeiramente estendida ($< 1''$) em direção a NW.

Nos mapas das fatias de velocidades (Fig. 6.12) vê-se emissão ligeiramente alongada na direção SE (de forma similar ao que se vê no mapa rádio) e NW nas fatias com velocidade de -388 até $+24$ km s $^{-1}$. Nas fatias -21 até $+70$ km s $^{-1}$ é possível observar parte da extensão S detectada no mapa de fluxo integrado.

O mapa de velocidade radial (painel central esquerdo da Fig. 6.11) não mostra um padrão de rotação como observado nas outras galáxias. O mapa de diferença entre o campo de velocidade do gás e das estrelas (painel inferior direito) indica velocidades baixas em *redshift* ($50 < V_R < 100$ km s $^{-1}$) em direção a componente S e *redshifts* mais altos (~ 150 km s $^{-1}$) a $2''$ do núcleo na direção NE.

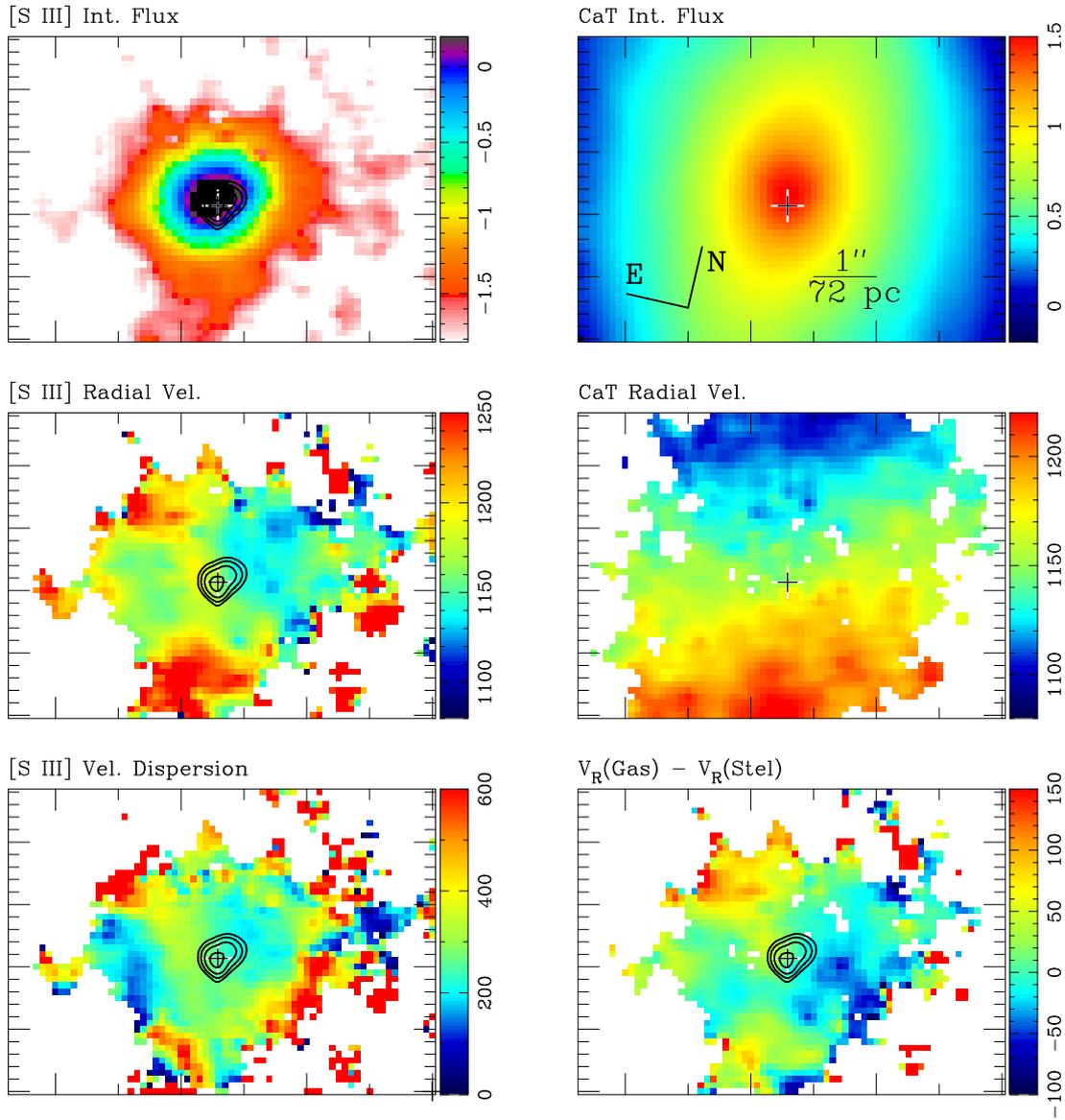


Figura 6.11: Mapas cinemáticos do gás de NGC 4941. Descrição como na Fig. 6.1 com exceção que os painéis direitos superior e central mostrados aqui para comparação são os mesmos da Fig. 5.9.

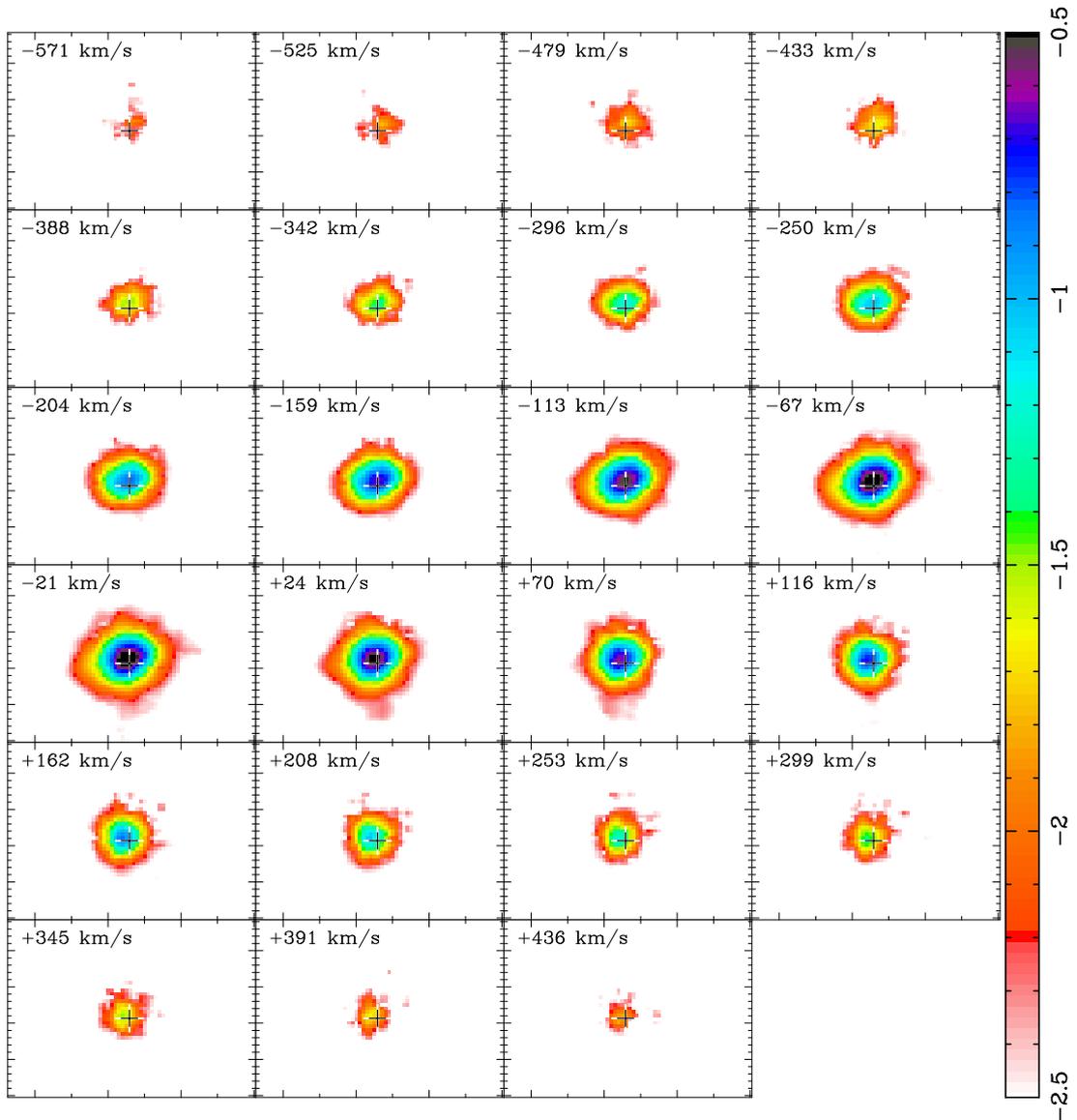


Figura 6.12: “Tomografia”: distribuição de brilho de NGC 4941 em fatias do perfil da linha de emissão [S III], correspondendo a “bins” de velocidade de 45 km s^{-1} centrados em velocidades de -571 km s^{-1} até $+436 \text{ km s}^{-1}$.

Capítulo 7

Discussão

7.1 Cinemática estelar

Todas as galáxias estudadas apresentam o mapa de velocidade radial estelar dominado por um padrão de rotação tipo “diagrama aranha” característico de movimento circular em um disco. Na maioria das galáxias o modelo de velocidade radial descrito na seção 4 ajustou bem os dados dando origem a resíduos comparáveis ou menores que a incerteza adotada para as medidas. Exceções são a galáxia NGC 2273, onde se vê claramente que o diagrama de iso-velocidades é deformado em relação ao diagrama aranha clássico indicando falta de simetria axial do potencial e a galáxia NGC 3227, que apresenta resíduos negativos na região correspondente ao lado *blueshifted* do mapa de velocidade radial indicando uma assimetria na amplitude da curva de rotação na região do *turnover*. Estas assimetrias estão associadas a presença de estruturas sem simetria axial que no caso da galáxia NGC 2273 pode estar associada ao braço nuclear detectado por Erwin & Sparke (2003) e no caso da NGC 3227 pode ser devida a sua interação com a galáxia NGC 3226.

Com exceção da galáxia NGC 4941, as galáxias da amostra apresentam o *turnover* dentro do campo observado ou, como no caso de NGC 4593, o *turnover* parece acontecer nas proximidades das bordas do campo. A limitada extensão do campo do IFU para a galáxia NGC 4941 permitiu medir velocidades até no máximo ~ 200 pc do núcleo mas nosso modelo indica que o *turnover* ocorre a ~ 500 pc do núcleo. As distâncias em que encontramos o *turnover* para as outras

galáxias variam desde ~ 50 pc para a galáxia NGC 4051 até ~ 500 e 700 pc para as galáxias NGC 3516 e NGC 4593, respectivamente.

A galáxia NGC 4051 é um caso interessante porque apresenta uma distância do núcleo até o *turnover* de apenas 50 pc. O parâmetro de escala para esta galáxia, obtido a partir do nosso modelo, é 31 pc, sendo uma ordem de grandeza menor que o parâmetro de escala encontrado para as outras galáxias estudadas. Esta escala pequena sugere que o potencial da galáxia na região central é muito concentrado.

Um potencial assim concentrado no núcleo poderia ser causado pela presença de um SMBH. Para verificar se podemos estar resolvendo o potencial gravitacional do SMBH em NGC 4051, estimamos primeiramente a massa do SMBH usando a conhecida relação $M_{\text{BH}}-\sigma$, dada por:

$$\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) = \alpha + \beta \log(\sigma/\sigma_0), \quad (7.1)$$

adotando os parâmetros de Tremaine et al. (2002) com $\alpha = 8.13$ $\beta = 4.02$ e $\sigma_0 = 200 \text{ km s}^{-1}$. O valor obtido é de $4.3 \times 10^6 M_{\odot}$ que é consistente com a massa obtida por Peterson et al. (2004) usando o método de *reverberation-mapping* que é de $1.9 \pm 0.78 \times 10^6 M_{\odot}$. Para verificar se o efeito de um SMBH com a massa acima pode ser mapeado com nossas medidas, teríamos que ter resolvido o raio de influência do SMBH ou, dito de outra forma, teríamos que ter resolvido o raio em que os efeitos do potencial do SMBH se tornam mais importantes na dinâmica do que os efeitos devido ao potencial da galáxia. Esse raio é definido em termos da dispersão de velocidades estelar σ na vizinhança do núcleo como $R_{\text{influ}} = GM/\sigma^2$ com M sendo a massa do buraco negro. Usando o valor de σ observado no entorno do núcleo de 85 km s^{-1} (já corrigido pelo alargamento instrumental) para a NGC 4051 e usando as massas acima obtemos raios de influência de 2.5 pc (para $M = 4.3 \times 10^6 M_{\odot}$) e 1.2 pc (com $M = 1.9 \times 10^6 M_{\odot}$). Estas distâncias são uma ordem de grandeza menores do que a escala De distância do *turnover* e, portanto, o potencial concentrado que estamos detectando não pode ser somente devido à presença de um SMBH no núcleo da galáxia. A explicação mais plausível é a de que o próprio bojo é compacto, com uma escala de tamanho da ordem da distância ao núcleo na qual observamos o *turnover*, ou seja, dezenas de parsec. Essa galáxia é, de fato, de tipo tardio (Scd), o que reforça essa interpretação.

Tabela 7.1: Comparação entre nossas medidas de σ e medidas publicadas na literatura. Colunas 2 e 3: nossas medidas; colunas 4 e 5: valores da literatura e aberturas correspondentes. Erro máximo em σ : ± 15 km s⁻¹.

	σ (0''.6)	σ (1'')	σ (NW95)	Abertura
	(km s ⁻¹)	(km s ⁻¹)	(km s ⁻¹)	(")
NGC 2273	104	105	136 \pm 22	1.5 x 1.4
NGC 3227	114	109	128 \pm 13	1.5 x 2.1
NGC 3516	192	178	235 ^a	2.1
NGC 4051		85 ^b	88 \pm 13	1.5 x 2.1
NGC 4593		105 ^b	124 \pm 28	1.5 x 3.5
NGC 4941	138	136	109 \pm 13	1.5 x 2.1

^a De Terlevich et al. (1990).

^b Estes valores foram obtidos manualmente medindo valores de σ em torno da região central dos mapas contaminada pela emissão do núcleo Seyfert. Ver capítulo 3 para mais detalhes.

Os valores de dispersão de velocidades estelares σ que obtivemos podem ser comparados com valores previamente publicados na literatura. Esta comparação é feita através da Tabela 7.1.

Verfica-se, portanto, que nossos valores de σ estão de acordo com valores prévios da literatura, consideradas as incertezas e diferentes aberturas utilizadas nas observações.

Quanto à distribuição espacial dos valores de σ , as estruturas mais interessantes encontradas são anéis parciais de baixos valores de σ observados em NGC 2273, NGC 3227 e em NGC 4593. No caso de NGC 2273, o anel é alongado aproximadamente na direção do eixo maior da galáxia e é co-espacial com o anel parcial nuclear visto em imagens em linhas emissão e mapas de cor previamente publicados, interpretados como devido a regiões de formação estelar recente. Na galáxia NGC 3227 o anel apresenta uma boa correspondência com regiões de alta emissão em ¹²CO (2-1) e cores $J - K$ azuis observadas em trabalhos prévios, associadas também com regiões de recente formação estelar. A galáxia NGC 3516 também

tem valores de σ que decrescem para fora mas os valores menores se concentram em torno do eixo maior da galáxia. Estes decréscimos nos valores de σ ocorrem entre 200 e 400 pc do núcleo. Em NGC 4051 e NGC 4941 os mapas de σ não apresentam nenhuma estrutura.

Em nenhuma das galáxias estudadas detectamos o σ -*drop* central que outros autores encontram em espectros de fenda longa (García-Lorenzo et al. 1999, Emsellem et al. 2001, Márquez et al. 2003 e Emsellem 2004 e suas referências). Por outro lado, encontramos σ -*drops* circum-nucleares em forma de anel. Na maioria dos casos da literatura acima mencionados, os dados têm pior resolução espacial que a nossa ou foram obtidos com fendas mais largas do que a nossa resolução espacial. Além disso, algumas das galáxias são mais distantes do que as da nossa amostra. Observar uma galáxia como a NGC 2273 em condições precárias de seeing e com uma fenda de, por exemplo, 3" de largura, poderia facilmente levar à detecção de um σ -*drop* aparentemente central mas que seria devido, na verdade, a um anel circumnuclear de valores baixos de σ . O σ -*drop* central detectado por Márquez et al. (2003) para a galáxia NGC 6951 apresenta uma variação radial similar às dos nossos σ -*drops* indicando que este também pode ser na verdade um σ -*drop* circumnuclear erroneamente classificado. Entretanto, existem medidas de σ -*drop* centrais com resolução espacial bem melhor do que a extensão do *drop*, confirmando, portanto que nestes casos a estrutura é real, e em somente parte das galáxias em que é observado, seria devido a um possível anel circum-nuclear não resolvido.

Da mesma forma que para os σ -*drops* encontrados pelos autores mencionados, σ -*drops* circumnucleares podem ser interpretados como regiões de alta concentração e gás (no presente ou no passado) e que hospedam estrelas jovens que por isso ainda preservam, na sua cinemática, a baixa dispersão de velocidades do gás original a partir do qual foram formadas.

7.2 Cinemática do gás

A emissão da linha [S III] é resolvida e estendida por vários segundos de arco em todas as galáxias estudadas. A cinemática da NLR apresenta um padrão de rotação circular seguindo aquele encontrado na cinemática estelar que, entretanto,

apresenta regiões de *outflow* superpostas distorcendo os contornos de isovelocidades que, de outra forma, apresentariam a configuração de um “diagrama aranha”.

Nas quatro galáxias para as quais a emissão rádio é mais estendida, a orientação da emissão estendida em [S III] é alinhada com a da emissão estendida em rádio. Este resultado concorda com os obtidos de estudos prévios da NLR na banda ótica por Schmitt et al. (2003) e nas bandas do infravermelho próximo (Riffel et al. 2006 usando IFU, Blietz et al. 1994 usando imageamento em bandas estreitas, Forbes & Ward 1993 e Veilleux et al. 1997 usando espectroscopia), que mostram que existe uma correlação entre a extensão da NLR e a da emissão em rádio. Nas quatro galáxias em que encontramos esta correlação, a extensão rádio está alinhada ou em oposição a um *outflow blueshifted* em [S III] ou alinhada com *outflows* tanto *blueshifted* como *redshifted* (esse é o caso da NGC 4051).

O alinhamento entre componentes em *outflow* e a emissão rádio estendida sugere que a cinemática da NLR é originada na interação do plasma emissor de rádio ejetado pelo AGN com o ISM da galáxia. Nos casos de NGC 3516 e NGC 4051 a emissão em [S III] é co-espacial com o jato rádio. A emissão de [S III] só é possível em regiões irradiadas com fótons de pelo menos 23.4 eV (potencial de ionização do S⁺⁺) para que exista o íon S⁺⁺ nas vizinhanças do AGN, ou seja, na NLR. Entretanto, a emissão nas regiões em que encontramos os *outflows* é amplificada em relação à emissão da NLR nas outras regiões. Tal aumento da emissão parece ser devida ao aumento de densidade do gás, resultado da compressão do ISM da vizinhança do núcleo pelo jato rádio. Este cenário é suportado pelo aumento dos valores de dispersão de velocidades do gás na região onde os *outflows* são observados ou nas regiões circundando estes *outflows*. Se o aumento de σ é causado pela interação entre jato rádio e o ISM, podemos calcular o aumento de energia cinética por íon de enxofre devido ao jato rádio comparando os valores de σ de [S III] da região perturbada pelo *outflow* σ_{outflow} com os da região não perturbada σ_{repouso} . Usando a expressão da energia cinética $E = \frac{mv^2}{2}$ podemos calcular a razão

$$\varepsilon = \frac{E_{\text{outflow}} - E_{\text{repouso}}}{E_{\text{repouso}}} = \frac{\sigma_{\text{outflow}}^2 - \sigma_{\text{repouso}}^2}{\sigma_{\text{repouso}}^2} \quad (7.2)$$

entre a energia cinética dos íons da região perturbada E_{outflow} e da região não perturbada E_{repouso} . Na Tabela 7.2 apresentamos a variação de energia (ε) por íon

Tabela 7.2: Variação da energia por átomo de enxofre.

Galáxia	Componente	Variação da energia (ε)
NGC 2273	W	8
	E	4.7
NGC 3227	S	63
NGC 3516	S	8
NGC 4051	N	80
	W	16
	E	19

de enxofre para as componentes associadas a jatos rádio previamente identificadas nas quatro galáxias em que elas são encontradas.

As variações encontradas indicam um grande aumento da energia cinética dos átomos de enxofre do gás causado pela interação do jato rádio com o ISM. Estes resultados mostram que o jato rádio deposita grande quantidade de energia cinética na NLR. Quando multiplicadas pelas massas dos íons de [S III], o aumento de energia cinética por íon excede por muito o potencial de ionização do íon S^{++} (23.4 eV), o que sugere que choques podem ter uma grande contribuição à ionização do gás nestas regiões. A dicotomia ionização por choques ou por fótons já provocou debates acalorados dentro do meio científico. Atualmente se aceita que a maior parte da ionização da NLR é devida a fótons. Nossos resultados entretanto mostram que a ionização por choques podem ocorrer em regiões localizadas da NLR onde o jato rádio comprime o ISM da galáxia.

Um resultado como este, permitindo resolver espacialmente regiões de aumento de σ , só é possível com o uso de espectroscopia IFU, que permite localizar as regiões perturbadas pelo jato rádio, que de outra forma seriam misturadas com regiões não perturbadas dentro da mesma fenda ou abertura usada em espectroscopia de fenda longa ou observações com pior resolução espacial.

7.3 Comparação entre a cinemática do gás e das estrelas

Na literatura encontramos freqüentemente trabalhos que, pela facilidade de medida, usam o σ do gás como representativo do potencial gravitacional do bojo da galáxia (Kaspi et al. 2000, Boroson 2003) principalmente quando se deseja usar a relação $M_{\text{BH}} - \sigma$ (Ferrarese & Merritt 2000, Gebhardt et al. 2000) para obter a massa do SMBH em galáxias distantes. Entretanto verificamos que as dispersões de velocidades observadas para a linha [S III] variam, nas galáxias que estudamos, de $\sim 50 \text{ km s}^{-1}$ até $\sim 850 \text{ km s}^{-1}$. Observamos também nas galáxias da nossa amostra, aumentos na dispersão de velocidades associados com *outflows* em [S III] e com emissão estendida em rádio. Inspeção direta dos mapas de dispersão de velocidades 2D revelam estruturas em σ sem simetria axial e apresentando gradientes de velocidade variando de $100 \text{ km s}^{-1} \text{ arcsec}^{-1}$ até $700 \text{ km s}^{-1} \text{ arcsec}^{-1}$ no caso mais extremo de NGC 4051. Encontramos forte dependência da dispersão de velocidades do gás com a posição em todas as galáxias que estudamos. Nossa amostra é composta por galáxias Sy 1 e Sy 2 que foram selecionadas por sua proximidade, não possuindo qualquer outro viés, ou seja, são galáxias Seyfert típicas. Acreditamos, portanto, que este é um resultado generalizável para a maioria das galáxias Seyfert.

Na Fig. 7.1 comparamos diretamente as dispersões de velocidades estelares (capítulo 5) com as do gás em espectros médios tomados sobre o $1''$ central das seis galáxias estudadas. A dispersão de velocidades estelar é dominada pelo potencial do bojo, enquanto que a do gás, como discutido acima, pode estar associada a outros efeitos não gravitacionais. Se o gás estivesse apenas submetido à força gravitacional do potencial do bojo, esperaríamos que os pontos estivessem abaixo ou no máximo sobre linha 1:1 (σ do gás igual ao das estrelas) na Fig. 7.1. Espera-se na maioria dos casos valores de σ do gás abaixo do valor estelar porque o gás tende a colapsar e acaba se concentrado no plano do disco da galáxia. A figura mostra que somente em três objetos o σ do gás está abaixo do estelar, enquanto que em dois objetos os sigmas são similares e em um o σ do gás é maior que o estelar.

Para tentar compreender melhor a relação entre o σ do gás e das estrelas,

apresentamos na Fig. 7.2 uma comparação, para cada galáxia, entre as medidas do σ estelar e do gás para todos os espectros em que as duas medidas foram possíveis. A figura mostra que gás e estrelas estão desacoplados dinamicamente. De forma geral, as dispersões de velocidades estelares são mais concentradas e as do gás ocupam um amplo intervalo de valores, exceto no caso das galáxias NGC 2273 e NGC 4593, para as quais os intervalos de σ são similares. Entretanto em nenhuma das galáxias os pontos se distribuem sobre a linha 1:1 indicando o desacoplamento dinâmico entre o sistema estelar e gasoso.

Como visto no capítulo 6 e como descrito acima, o σ do gás é altamente dependente de sua localização nas galáxias que estudamos. As mesmas galáxias que na Fig. 7.1 apresentam gás dinamicamente frio na região central, possuem gás dinamicamente quente em outras regiões, sem uma preferência por localização como demonstra o caso da galáxia NGC 3227 que apresenta gás com σ bem maior que o das estrelas na região central e, por outro lado, seu mapa 2D de dispersão de velocidades mostra que em uma região distante apenas $1''$ do núcleo encontra-se gás frio também.

A interpretação conjunta que fazemos das Figs. 7.1 e 7.2 e da análise dos mapas 2D de σ é de que não existe correlação entre as dispersões de velocidades do gás e das estrelas e, assim sendo, advogamos contra o uso de larguras de linhas de emissão da NLR como representativas da dispersão de velocidades estelar na região nuclear de galáxias Seyfert. Este resultado concorda com os do trabalho de Rice et al. (2006) baseado em espectros de fenda longa obtidos com o instrumento STIS do telescópio espacial Hubble da NLR de 24 galáxias ativas.

A origem do gás dinamicamente “mais quente” que as estrelas do bojo são os *outflows* observados em associação com os jatos rádio. Já o gás “mais frio” que as estrelas é provavelmente gás do disco galáctico que pode dar origem à formação de novas estrelas, como observamos nos anéis de baixo σ estelar.

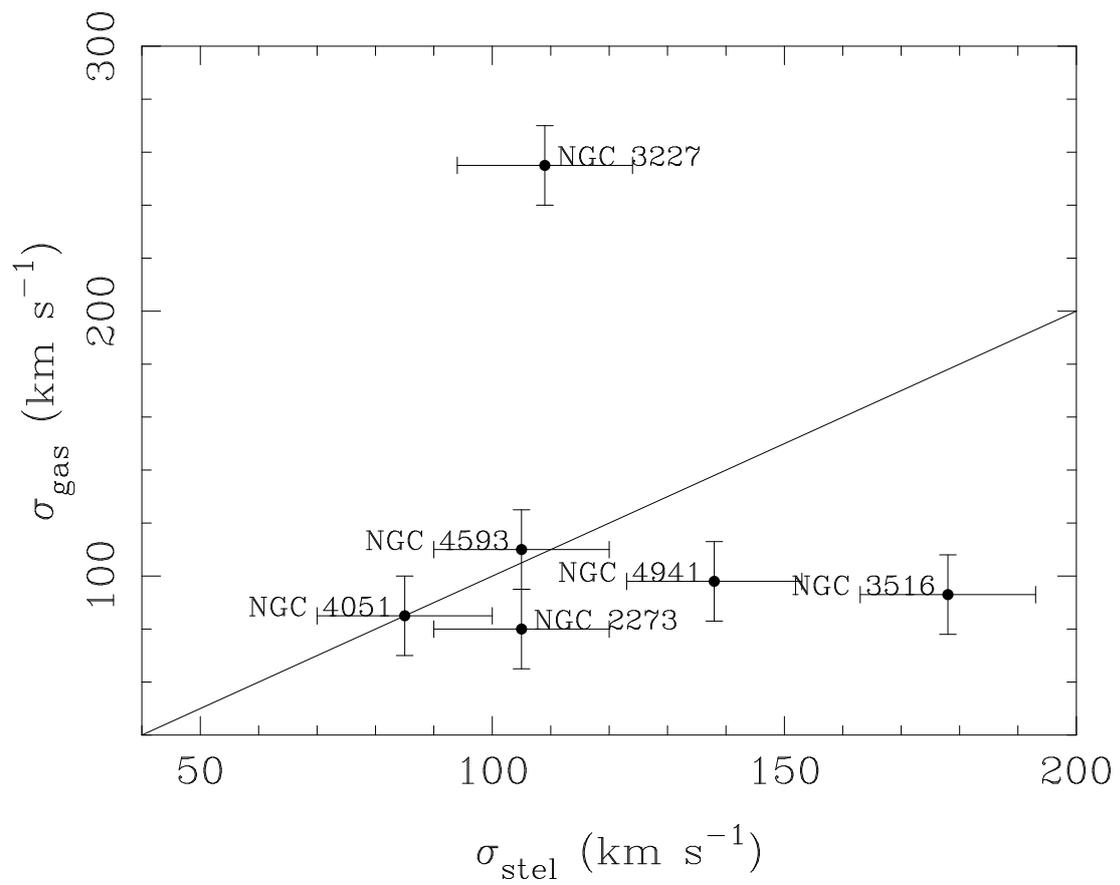


Figura 7.1: Dispersão de velocidades estelar contra dispersão de velocidades do gás. A linha reta indica a linha de correlação $y = x$.

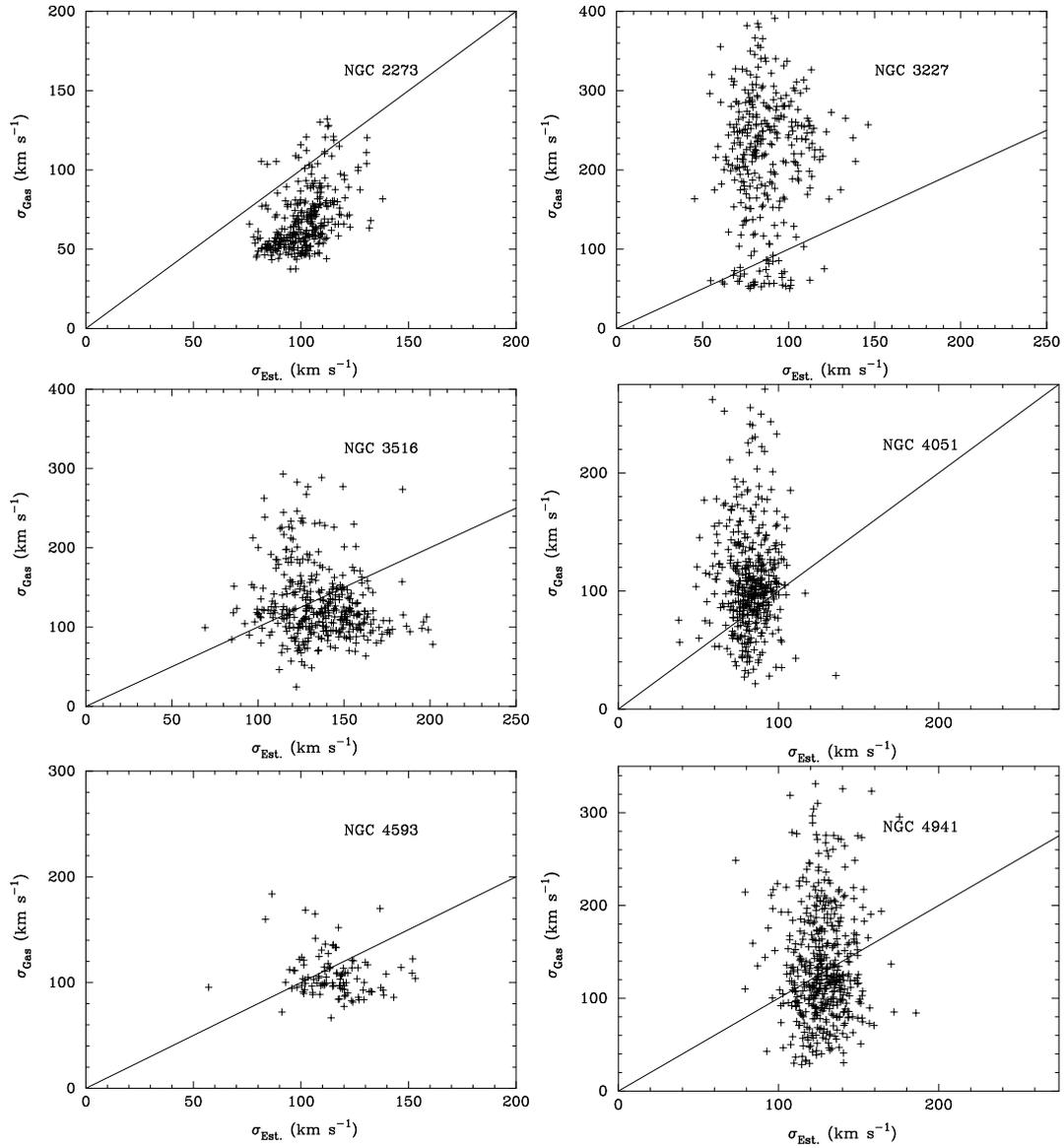


Figura 7.2: Dispersão de velocidades estelar contra dispersão de velocidades do gás para as seis galáxias da amostra. Cada ponto corresponde a uma posição para a qual foi possível realizar as duas medidas. A linha reta indica a linha de correlação $y = x$.

Capítulo 8

Sumário e Conclusões

Obtivemos, com o instrumento GMOS/IFU, espectroscopia 2D de uma amostra de seis galáxias Seyfert 1 e 2 próximas cobrindo uma extensão angular de $7'' \times 5''$ ou $3''.5 \times 5''$ (315×225 pc – 1218×870 pc nas galáxias) em torno do núcleo das galáxias com uma amostragem de $0''.2^2$ (média de 20 pc²). Os dados foram obtidos em intervalos espectrais cobrindo simultaneamente a região das linhas de absorção do CaT em torno de $\lambda 8500$ e da linha de emissão [S III] $\lambda 9069$.

Usando a técnica de correlação cruzada e espectros de estrelas padrão cinemáticas, obtivemos a velocidade radial e a dispersão de velocidades estelar para todos os espectros satisfazendo a um critério de mínimo sinal-ruído, obtendo, assim, um mapeamento 2D destas grandezas. As medidas obtidas por este método foram confrontadas com medidas feitas por ajuste direto do espectro das estrelas aos espectros das galáxias no espaço de pixels. As medidas obtidas pelos dois métodos não revelaram diferenças importantes.

Fazendo ajuste de uma única gaussiana à linha de emissão do [S III] determinamos, também para o gás, a velocidade radial e a dispersão de velocidades para todos os espectros e utilizamos um critério de mínimo fluxo em [S III] para rejeitar as medidas com maior incerteza.

Em todas as galáxias estudadas os mapas de velocidade radial estelar mostram um claro padrão de rotação tipo diagrama aranha com o *turnover* ocorrendo a poucas centenas de parsecs do núcleo, exceto para na galáxia NGC 4051, que apresenta o *turnover* a uma distância bem menor (~ 50 pc do núcleo), o que foi interpretado como sendo devido a um bojo muito compacto. Usando um

modelo cinemático com potencial de Plummer e órbitas plano-circulares ajustamos as medidas de velocidades radial estelar e obtivemos para cada galáxia a velocidade sistêmica V_S , centro cinemático X_0 e Y_0 e ângulo de posição da linha dos nodos Ψ_0 .

Os mapas de dispersão de velocidades das galáxias não apresentam o σ -*drop* central visto por outros autores em outras galáxias. Entretanto, 3 galáxias apresentam anéis de baixa dispersão de velocidade ou σ -*drops* circum-nucleares a cerca de 200–300 pc do núcleo. Embora acreditemos que os σ -*drops* centrais sejam reais em muitas detecções prévias, as condições de seeing, tamanho das fendas usadas e falta de informação espacial resolvida bidimensionalmente pode ter levado muitos autores a classificar σ -*drops* circum-nucleares como σ -*drops* nucleares.

A emissão do gás na linha [S III] $\lambda 9069$ foi resolvida em todas as galáxias da amostra, cobrindo uma fração significativa do campo do IFU e permitindo a determinação da cinemática e da morfologia da distribuição do gás ionizado (em fluxo integrado e em fatias de velocidades) da NLR. A velocidade radial do gás apresenta um padrão de rotação similar ao estelar diferindo deste apenas nas regiões em que detectamos as componentes em *outflow* o que é confirmado pelos mapas de diferença entre velocidade radial do gás e estelar.

A distribuição do gás em fluxo integrado mostra extensões ao longo de direções em que também são encontradas extensões em rádio nas quatro galáxias em que a emissão rádio é mais estendida. Esta correlação é ainda mais evidente nos mapas obtidos em fatias de velocidade ao longo do perfil da linha de [S III], que permitiram uma melhor identificação das estruturas em *outflow* e sua cinemática, bem como sua correspondência com a emissão rádio. A dispersão de velocidades do gás, nas quatro galáxias em que detectamos emissão rádio estendida, apresenta aumentos de pelo menos 150 km s^{-1} associados com as componentes em *outflow* e rádio. O alinhamento entre as componentes em *outflow* e a emissão rádio estendida bem como os sinais de forte perturbação cinemática do ISM nas regiões dos *outflows* e da emissão rádio estendida indicam que a cinemática e a excitação do gás nessas regiões são dominadas por choques resultantes da interação entre o jato rádio e o ISM. A capacidade do IFU em resolver espacialmente as propriedades da NLR permitiu calcular a energia depositada pelo jato rádio no ISM evidenciando que nas regiões onde há choques esta energia é suficiente

para ionizar o gás dando suporte ao cenário de ionizações por choques embora somente em regiões localizadas da NLR.

Estudamos também a relação entre a cinemática estelar e do gás através da comparação entre seus valores de dispersão de velocidades. Essa comparação falha em encontrar uma correlação entre estas medidas, levando-nos a concluir que dispersões de velocidades obtidas a partir de larguras de linhas de emissão da NLR não são um reflexo da dispersão de velocidades real obtida a partir da dinâmica estelar. Concluimos que a cinemática do gás é desacoplada da estelar e, portanto, a largura de linhas de emissão da NLR não deve ser usada como representativa do potencial gravitacional da região nuclear das galáxias, uma prática frequentemente utilizada em trabalhos recentes, que utilizam a largura das linhas de emissão da NLR para obter uma estimativa do σ estelar e obter a massa do SMBH através da relação $M - \sigma$.

Referências Bibliográficas

- Aguerri J.A.L., Beckman J.E., Prieto M., 1998, AJ, 116, 2136
- Andrillat Y., Souffrin S., 1968, ApL, 1, 111
- Arribas S., Mediavilla E., Garcia-Lorenzo B., del Burgo C., 1997, ApJ, 490, 227
- Barbosa F.K.B., Storch-Bergmann T., Cid Fernandes R., Winge C., Schmitt H., 2006, MNRAS, 371, 170
- Barth A.J., Ho, L.C., Sargent W.L.W., 2002, AJ, 124, 2607
- Bennert N., Jungwiert B., Komossa S., Haas M., Chini R., 2006, A&A, 456, 953
- Binney J., Tremaine S., 1987, Princeton, NJ, Princeton University Press, 1987, 747 p., pg. 506
- Blietz M., Cameron M., Drapatz S., Genzel R., Krabbe A., van der Werf P., Sternberg A., Ward M., 1994, ApJ, 421, 92
- Boroson T.A., 2003, ApJ, 585, 647
- Cappellari M., Emsellem E., 2004, PASP, 116, 138
- Cecil G., Dopita M.A., Groves B., Wilson A.S., Ferruit P., Pécontal E., Binette L., 2002, ApJ, 568, 627
- Cenarro A.J., Cardiel N., Gorgas J., Peletier R.F., Vazdekis A., Prada F., 2001, MNRAS, 326, 959
- Chapman S.C., Morris S.L., Walker G.A.H., 2000, MNRAS, 319, 666
- Contini M., Viegas S.M., 1999, ApJ, 523, 114

- Crenshaw D.M., 1986, ApJS, 62, 821
- Delgado R.M.G., Perez E., Tadhunter C., Vilchez J.M., Rodriguez-Espinosa J.M., 1997, ApJS, 108, 155
- Devereux N.A., 1989, ApJ, 346, 126
- van Driel W., Buta R.J., 1991, A&A, 245, 7
- Emsellem E., Greusard D., Combes F., Friedli D., Leon S., Pécontal E., Wozniak H., 2001, A&A, 368, 52
- Emsellem, The Interplay among Black Holes, Stars and ISM in Galactic Nuclei, Proceedings of IAU Symposium, No. 222. Edited by T. Storchi-Bergmann, L.C. Ho, and Henrique R. Schmitt. Cambridge, UK: Cambridge University Press, 2004., p.419-422
- Evans I.N., Koratkar A.P., Storchi-Bergmann T., Kirkpatrick H., Heckman T.M., Wilson A.S., 1996, ApJS, 105, 93
- Erwin P., Sparke L.S., 2003, ApJS, 146, 299
- Fernandez B.R., Holloway A.J., Meaburn J., Pedlar A., Mundell C.G., 1999, MNRAS, 305, 319
- Ferrarese L., Merritt, D., 2000, ApJL, 539, L9
- Ferruit P., Wilson A.S., Mulchaey J.S., 1998, ApJ, 509, 646
- Ferruit P., Wilson A.S., Mulchaey J., 2000, ApJS, 128, 139
- Ferruit P., Mundell C.G., Nagar N.M., Emsellem E., Pécontal E., Wilson A.S., Schinnerer E., 2004, MNRAS, 352, 1180
- Forbes D.A., Ward M.J., 1993, ApJ, 416, 150
- García-Lorenzo B., Mediavilla E., Arribas S., 1999, ApJ, 518, 190
- Garcia-Rissmann A., Vega L.R., Asari N.V., Cid Fernandes R., Schmitt H., González Delgado R.M., Storchi-Bergmann T., 2005, MNRAS, 359, 765

Gebhardt K., et al., 2000, ApJL, 539, L13

Gonzalez Delgado R.M., Perez E., 1997, MNRAS, 284, 931

Gonzalez Delgado R.M., Perez E., Tadhunter C., Vilchez J.M., Rodriguez-Espinosa J.M., 1997, ApJS, 108, 155

Ho L.C., Ulvestad J.S., 2001, ApJS, 133, 77

Kaspi S., Smith P.S., Netzer H., Maoz D., Jannuzi B.T., Giveon U., 2000, ApJ, 533, 631

Kollatschny W., Fricke K.J., 1985, A&A, 143, 393

Kotilainen J.K., Ward M.J., Williger G.M., 1993, MNRAS, 263, 655

Kotilainen J.K., Ward M.J., 1994, MNRAS, 266, 953

Lawrence A., Watson M.G., Pounds K.A., Elvis M., 1985, MNRAS, 217, 685

Magorrian J., et al., 1998, AJ, 115, 2285

Maiolino R., Risaliti G., Salvati M., 1999, A&A, 341, L35

Márquez I., Masegosa J., Durret F., González Delgado R.M., Moles M., Maza J., Pérez E., Roth M., 2003, A&A, 409, 459

Malkan M.A., Gorjian V., Tam R., 1998, ApJS, 117, 25

Meixner M., Puchalsky R., Blitz L., Wright M., Heckman T., 1990, ApJ, 354, 158

Miyaji T., Wilson A.S., Perez-Fournon I., 1992, ApJ, 385, 137

Morris S.L., Ward M.J., 1988, MNRAS, 230, 639

Mulchaey J.S., Tsvetanov Z., Wilson A.S., Perez-Fournon I., 1992, ApJ, 394, 91

Mulchaey J.S., Regan M.W., 1997, ApJL, 482, L135

Mundell C.G., Pedlar A., Axon D.J., Meaburn J., Unger S.W., 1995b, MNRAS, 277, 641

Nagar N.M., Wilson A.S., Mulchaey J.S., Gallimore J.F., 1999, ApJS, 120, 209

Nelson C.H. Whittle M., 1995, ApJS, 99, 67

Nelson C.H., Whittle M., 1996, ApJ, 465, 96

Oliva E., Origlia L., Kotilainen J.K., Moorwood A.F.M., 1995, A&A, 301, 55

Oliva E., Origlia L., Maiolino R., Moorwood A.F.M., 1999, A&A, 350, 9

Pogge R.W., 1989, ApJS, 71, 433

Peterson B.M., et al., 2004, ApJ, 613, 682

Quillen A.C., Alonso-Herrero A., Rieke M.J., Rieke G.H., Ruiz M., Kulkarni V.,
1999, ApJ, 527, 696

Regan M.W. Mulchaey J.S., 1999, AJ, 117, 2676

Rice M.S., Martini P., Greene J.E., Pogge R.W., Shields J.C., Mulchaey J.S.,
Regan M.W., 2006, ApJ, 636, 654

Riffel R.A., Storchi-Bergmann T., Winge C., Barbosa F.K.B., 2006, MNRAS,
373, 2

Rodriguez Espinosa J.M., Perez Garcia A.M., Lemke D., Meisenheimer K., 1996,
A&A, 315, L129

Salamanca I., et al., 1994, A&A, 282, 742

Salvati M., et al., 1993, A&A, 274, 174

Sandage 1961

Schinnerer E., Eckart A., Tacconi L.J., 2000, ApJ, 533, 826

Schmitt H.R., Kinney A.L., 1996, ApJ, 463, 498

Schmitt H.R., Ulvestad J.S., Antonucci R.R.J., Kinney A.L., 2001, ApJS, 132,
199

- Schmitt H.R., Donley J.L., Antonucci R.R.J., Hutchings J.B., & Kinney A.L., 2003, *ApJS*, 148, 327
- Singh K.P., 1999, *MNRAS*, 309, 991
- Sosa-Brito R.M., Tacconi-Garman L.E., Lehnert M.D., Gallimore J.F., 2001, *ApJS*, 136, 61
- Terlevich E., Diaz A.I. Terlevich R., 1990, *MNRAS*, 242, 271
- Tonry J.L. Davis M., 1979, *AJ*, 84, 1511
- Tremaine S. et al., 2002, *ApJ*, 574, 740
- Ulvestad J.S., Wilson A.S., 1984, *ApJ*, 285, 439
- de Vaucouleurs G., de Vaucouleurs A., Corwin H.G., Buta R.J., Paturel G., Fouque P., 1991, Volume 1-3, XII, 2069 pp. 7 figs.. Springer-Verlag Berlin Heidelberg New York
- Veilleux, S. 1991, *ApJS*, 75, 383
- Veilleux S., Tully R.B., Bland-Hawthorn J., 1993, *AJ*, 105, 1318
- Veilleux S., Goodrich R.W., Hill G.J., 1997, *ApJ*, 477, 631
- Weaver K.A., Gelbord J., Yaqoob T., 2001, *ApJ*, 550, 261
- Winge C., Peterson B.M., Horne K., Pogge R.W., Pastoriza M.G., Storch-Bergmann T., 1995, *ApJ*, 445, 680
- Winkler H., Glass I.S., van Wyk F., Marang F., Jones J.H.S., Buckley D.A.H., Sekiguchi K., 1992, *MNRAS*, 257, 659
- Wozniak H., Combes F., Emsellem E., Friedli D., 2003, *A&A*, 409, 469
- Young J.S., Devereux N.A., 1991, *ApJ*, 373, 414

Apêndice A

Artigos

A.1 Artigo publicado: Barbosa et al. (2006)

A.2 Artigo publicado: Riffel et al. (2006)

A.3 Rascunho do artigo em submissão