

Universidade de São Paulo
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
Departamento de Astronomia

Tiago Vecchi Ricci

**Análise da emissão nuclear e circumnuclear
de gás de uma amostra de 10 galáxias
elípticas e lenticulares**

São Paulo

2013

Tiago Vecchi Ricci

**Análise da emissão nuclear e circumnuclear
de gás de uma amostra de 10 galáxias
elípticas e lenticulares**

Tese apresentada ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como requisito parcial para a obtenção do título de Doutor em Ciências.

Área de Concentração: Astronomia

Orientador: Prof. Dr. João Evangelista Steiner

Versão corrigida. O original encontra-se disponível na Unidade

São Paulo

2013

Aos meus pais Douglas e Nadir

Agradecimentos

Gostaria de agradecer primeiramente à minha família: Douglas, Nadir, Erico, Bruno, Irene, Ivo, Francisco, Elvira e Larissa por todo o apoio até que eu conseguisse chegar a esta fase da minha vida.

Agradeço também, especialmente, minha namorada Juliana por me aturar nesta fase final do doutorado. Vale também mencionar meus sogros Sônia e Agostinho e minha cunhada Francine.

Ao meu orientador João Steiner que, desde a iniciação científica, me ensinou muita coisa na minha vida científica.

Ao meu colega de trabalho Roberto Menezes, que além da grande ajuda na parte científica ao longo do doutorado, teve a paciência de revisar toda esta tese.

Ao pessoal do IAG, Pedro Beaklini, Daniel May, Patricia Cruz, Rodrigo Vieira, Sergio Flores, Oscar Cavichia, Felipe Santos, Rogério Monteiro, Luis Kadowaki, Andressa Jendrieck, Graziela Keller, Paulo Penteado, Alberto Martins, Marcio Avelar, Felipe Oliveira, Vinicius Busti, Thiago Junqueira, Gustavo Rocha, Marina Trevisan, Bruno Quint, Felipe Navarete, Marcus Vinicius, Fellipy Dias, Alan Carmo, Douglas Barros, Reinaldo Lima entre tantos outros que passaram e também aqueles que ainda estão aqui no IAG.

Aos funcionários e professores do IAG.

Agradeço também à FAPESP, pelo apoio financeiro, sob o projeto n^o: 2008/06988-0.

“We are a way for the Cosmos to know itself.”

Carl Sagan

Resumo

LINERs (de ‘low ionization nuclear emission regions’) estão associados a regiões nucleares com proeminência de linhas de baixa ionização e possuem uma maior incidência em galáxias early-type (ETGs). A fonte de fotoionização de LINERs ainda é controversa. Embora já tenha sido mostrado que grande parte dos LINERs são fotoionizados por núcleos ativos de galáxias (AGNs) de baixa luminosidade, a emissão extensa de gás (escalas de ~ 1 kpc) só pode ser explicada se consideramos uma fonte extensa (e.g. população de estrelas pAGBs).

Com isto em mente, observamos um conjunto de 10 galáxias ETGs massivas ($\sigma > 200$ km s $^{-1}$) com o GMOS-IFU do telescópio Gemini Sul. Analisamos os cubos de dados com o objetivo de detectar e caracterizar a emissão de gás nuclear e circumnuclear de escala de ~ 100 pc. Como subproduto estudamos, também, a cinemática estelar da região mais central do bojo.

Técnicas de tratamento de dados, desenvolvidas ao longo da tese de doutorado, permitem a remoção de ruído de alta e baixa frequência nas 3 dimensões dos cubos. Entre elas estão a aplicação da Tomografia PCA (de ‘Principal Component Analysis’) e a filtragem de Butterworth. A Tomografia PCA também foi utilizada para a detecção de fenômenos físicos presentes nos cubos de dados. Complementarmente, foram utilizadas metodologias de análise espectral consolidadas na literatura, como o estudo de linhas em emissão após a subtração das componentes estelares dos espectros dos cubos de dados, bem como a extração da distribuição de velocidades na linha de visada das componentes estelares.

Detectamos AGNs em todas as 10 galáxias da amostra. Todos eles podem ser classificados como LINERs. Em seis objetos, encontramos componentes largas nas linhas de $H\alpha$ e $H\beta$, sendo que em cinco delas também detectamos tal componente no duplete de

[O I] $\lambda\lambda$ 6300; 6363. A emissão circumnuclear foi revelada em 8 galáxias da amostra, sendo que em 6 galáxias ela está sob a forma de um disco de gás. Em duas galáxias, detectamos um cone de ionização. As emissões circumnucleares destas oito galáxias também foram classificadas como LINERs e mostramos que, em princípio, são fotoionizadas pelos seus respectivos AGNs centrais, não requerendo fotoionização por estrelas, como é em escalas de ~ 1 kpc.

Múltiplos AGNs foram encontrados em duas galáxias da amostra: NGC 1380 possui 3 AGNs, além de duas regiões H II e NGC 3136 possui, ao menos, 2 AGNs, além de outros 3 objetos compactos, provavelmente associados a regiões H II. Discos estelares em rotação foram detectados em 7 galáxias da amostra. Propomos um novo parâmetro, p , relacionado com o ‘peakness’ dos mapas de dispersão de velocidades estelares, que se revelou bastante útil no estudo da cinemática de estrelas na região central de galáxias ETGs.

Utilizamos as equações de Jeans para modelar a cinemática estelar da galáxia IC 1459, onde encontramos $M_{SMBH} = 2.7 \times 10^9 M_{\odot}$, $M/L_I = 3.4$ e $i = 63^\circ$ para a massa do buraco negro, a razão massa-luminosidade na banda I e a inclinação da galáxia, respectivamente. No futuro, pretendemos aplicar a metodologia utilizada nesta tese em uma amostra estatisticamente completa de galáxias massivas do universo local.

Abstract

LINERs (low ionization nuclear emission regions) are related to nuclear regions with prominence of low ionization lines and are more common in early-type galaxies (ETGs). Their source of ionization is still controversial. Although it has been already shown that the majority of LINERs are photoionized by low luminosity active nuclei (AGN), the extended emission of gas (scales of ~ 1 kpc) are only explained if one considers an extended source (e.g. pAGB stars populations).

We observed a sample of 10 ETGs galaxies ($\sigma > 200$ km s $^{-1}$) with the GMOS-IFU spectrograph on the Gemini-South telescope. We analyzed the data cubes in order to identify and characterize nuclear and circumnuclear (scales of ~ 100 pc) gas emission regions. As a by-product, we studied, as well, the stellar kinematics of the most central region of the bulge.

Data treatment techniques, developed by us along this PhD thesis, allowed the removal of low and high frequency noises from the three dimensions of the data cubes. Among them, the PCA ('Principal Component Analysis') Tomography and the Butterworth filtering were applied. The PCA Tomography was also used to detect physical phenomena contained in the data cubes. In addition, we used well-known spectral analysis methodologies, like the study of emission line after the subtraction of the stellar components from the data cubes spectra and the extraction of the line of sight velocity distribution of the stellar components.

We detected AGN in the 10 galaxies of the sample. All of them can be classified as LINERs. In six objects, we found broad emission components on the H α and H β lines, whereas in five of them we also detected those components on the [O I] $\lambda\lambda$ 6300; 6363 doublet. Circumnuclear gas emission was detected in eight galaxies of the sample, whereas

in six of them it has a disk-like geometry. Ionization cones were detected in two galaxies. The circumnuclear emissions of those eight galaxies were also classified as LINERs and we propose that, in principle, they are photoionized by their central AGN, not requiring any contributions by stars, as it ought to be on scales of ~ 1 kpc.

Multiple AGN were found in two galaxies of the sample: NGC 1380 has three AGN, apart from two H II regions; NGC 3136 has, at least, 2 AGN, in addition to other three compact objects that are likely associated with H II regions. Rotating stellar disks were detected in seven galaxies of the sample. We propose a new parameter p , related to the peakness of the stellar velocity dispersion maps, which revealed itself to be very useful in the kinematical studies of the stellar components in the central regions of ETGs.

We used Jeans equations in order to model the stellar kinematics of the galaxy IC 1459. We found $M_{SMBH} = 2.7 \times 10^9 M_{\odot}$, $M/L_I = 3.4$ e $i = 63^{\circ}$ for the blackhole mass, mass-to-luminosity ratio in the I band and inclination of the galaxy, respectively. In the future, we intend to apply the methodology used in this thesis in a statistically complete sample of massive galaxies in the local Universe.

Lista de Figuras

1.1	Distribuição bi-modal de cores das galáxias	27
1.2	λ_{Re} versus elipticidade de galáxias ETG	29
1.3	Relação entre os RR , RL e espirais com a densidade do ambiente galáctico	31
1.4a	Classificação morfológica de sequência paralela de galáxias	32
1.4b	Classificação morfológica de propriedades intrínsecas de galáxias	32
1.5	Correlação das massas de buracos negros com a dispersão de velocidades .	34
2.1	Espectro UV/óptico típico de um AGN	40
2.2	Distribuição espectral de energia de AGNs	41
2.3	Parametrização da função de luminosidade de quasares em baixos redshifts	42
2.4	Espectros de LLAGNs e de uma região H II	44
2.5	Diagramas BPT com dados do SDSS	45
2.6	Modelo de um AGN	47
2.7	Modelo de BLRs	54
3.1	Remoção de ruídos de cubos de dados	58
3.2	Tomogramas e autoespectros 3 da galáxia NGC 1399	62
4.1	Imagens JHK das galáxias da amostra, obtidas do 2MASS.	66
4.2a	Imagens do arquivo público do HST de 6 galáxias da amostra	67
4.2b	Imagens do arquivo público do HST de 4 galáxias da amostra	68
5.1	Imagem e espectro correspondente ao cubo de dados de IC 1459	75
5.2	Autovetores e tomogramas 1-3 do cubo de dados de IC 1459.	78
5.3	Teste de ‘scree’ da Tomografia PCA aplicada ao cubo de dados de IC 1459	79

5.4	Primeiros e segundos autoespectros das galáxias da amostra	80
5.5a	Tomografia PCA: o AGN e cinemática de gás e de estrelas	85
5.5b	Cinemática de gás da galáxia NGC 2663	86
5.5c	Disco estelar na galáxia NGC 1404	87
5.6	Autoespectros 2 e 3 das galáxias ESO 208 G-21 e IC 1459	87
5.7	Autoespectro e tomograma 2 de NGC 3136	88
5.8	Cinemáticas estelares e do gás da galáxia NGC 3136	89
5.9	Tomogramas e autoespectros 2 e 3 de NGC 3136	90
6.1	Linhas em emissão nucleares de $H\alpha$ e $[N II]$	100
6.2	Linhas em emissão nucleares de $H\beta$ e $[O III]$	101
6.3	Razões de linhas calculadas em função da densidade eletrônica	103
6.4	Região do espectro correspondente às linhas de $[O I]$	107
6.5	Perfis espaciais correspondentes às componentes largas de $[O I]$	108
6.6	Comparação entre raios das BLRs e dos toros	110
6.7	Razão de Eddington x massa do buraco negro central	112
6.8	Linhas em emissão de $H\alpha$ e $[N II]$ detectadas em NGC 1399 e NGC 1404	115
6.9	Imagens de arquivo do HST das galáxias NGC 1399 e NGC 1404	116
6.10	Diagramas BPT das regiões nucleares das galáxias da amostra	117
7.1	Linhas em emissão circumnucleares de $H\alpha$ e $[N II]$	127
7.2	Linhas em emissão circumnucleares de $H\beta$ e $[O III]$	128
7.3	Diagramas BPT das regiões circumnucleares das galáxias da amostra	130
7.4a	Mapas da cinemática do gás das galáxias da amostra	133
7.4b	Mapas da cinemática do gás das galáxias da amostra	134
7.4c	Mapas da cinemática do gás das galáxias da amostra	135
7.4d	Mapas da cinemática do gás das galáxias da amostra	136
7.5a	Mapas de fluxo das linhas de $[N II]$ e $H\alpha$	140
7.5b	Mapas de fluxo das linhas de $[N II]$ e $H\alpha$	141
7.6a	Mapas da razão $[N II]/H\alpha$	144
7.6b	Mapas da razão $[N II]/H\alpha$	145
7.7a	Mapas da largura equivalente de $[N II]$ e de $H\alpha$	146

7.7b	Mapas da largura equivalente de [N II] e de H α	147
7.8a	Mapas das regiões de alta e baixa densidade de gás	150
7.8b	Mapas das regiões de alta e baixa densidade de gás	151
7.8c	Mapas das regiões de alta e baixa densidade de gás	152
7.8d	Mapas das regiões de alta e baixa densidade de gás	153
7.9a	Mapas da densidade eletrônica do gás	156
7.9b	Mapas da densidade eletrônica do gás	157
7.10	Perfis dos mapas da galáxia IC 1459	159
7.11	Imagens do arquivo do HST para 4 galáxias da amostra	165
7.12	Parte central da galáxia NGC 1380	167
7.13	Diagramas BPT com os objetos compactos de NGC 1380	168
7.14	Parte central da galáxia NGC 3136	170
7.15	Diagramas BPT com os objetos compactos de NGC 3136	172
7.16	Modelo da região central da galáxia NGC 7097	174
7.17	Larguras equivalentes de H α no núcleo e nas regiões circumnucleares	176
8.1	Perfis da LOSVD	180
8.2a	Mapas da cinemática estelar das galáxias da amostra	184
8.2b	Mapas da cinemática estelar das galáxias da amostra	185
8.3a	Perfis dos mapas da cinemática estelar	189
8.3b	Perfis dos mapas da cinemática estelar	190
8.4	Perfis dos mapas da dispersão de velocidades de NGC 1399 e NGC 2663	191
8.5	Parâmetros representativos da rotação estelar em função da elipsidade	195
8.6	‘Peakness’ em função dos parâmetros representativos da rotação estelar	198
9.1	Ajustes do perfil de brilho na galáxia IC 1459	209
9.2	Mapas da cinemáticas estelares observada e modelada de IC 1459	210
9.3	Resíduos e perfis das cinemáticas estelares observada e modelada de IC 1459	211

Lista de Tabelas

4.1	Amostra de galáxias E+S0 próximas incluídas no nosso estudo	69
4.2	Descrição das observações	70
5.1	Autovalores correspondentes aos autoespectros 1, 2 e 3	79
5.2	Autovalores correspondentes às cinemáticas do gás e estelares	84
5.3	P.A. dos discos de gás e dos discos estelares da amostra	84
6.1	Medidas de fluxos para as componentes estreitas da emissão nuclear	102
6.2	Parâmetros medidos nas componentes estreitas da emissão nuclear	103
6.3	Medidas de fluxos e cinemáticas das componentes largas	106
6.4	Distância da BLR e do toro molecular de poeira ao SMBH	109
6.5	Fótons ionizantes emitidos pelos AGNs	111
7.1	Características físicas das componentes circumnucleares das galáxias	126
7.2	Fluxos das linhas em emissão das regiões circumnucleares	126
7.3	P.A. das componentes cinemáticas de gás	132
7.4	Raios das regiões fotoionizadas pelos AGNs	160
7.5	Fluxos das componentes compactas detectadas na galáxia NGC 1380	169
7.6	Parâmetros das componentes compactas de NGC 1380	169
7.7	Fluxos das componentes compactas detectadas na galáxia NGC 3136	171
7.8	Parâmetros das componentes compactas de NGC 3136	171
8.1	P.A. dos discos estelares e novos ‘redshifts’ das galáxias da amostra	186
8.2	Dispersão de velocidades estelares; massa e raio de influência dos SMBH	191
8.3	Parâmetros representativos da rotação estelar	194

8.4	‘Peakness’ dos mapas da dispersão de velocidades das galáxias da amostra.	196
9.1	Fotometria da imagem HST na banda I de IC 1459	208

Sumário

1. <i>Introdução</i>	25
1.1 Contexto: Dicotomias em galáxias e em seus núcleos	25
1.1.1 A nuvem azul e a sequência vermelha	25
1.1.2 Galáxias elípticas: excesso e déficit de luz no centro	26
1.1.3 Bojos clássicos e pseudo-bojos	28
1.1.4 Rotores rápidos (RR) e rotores lentos (RL) em ETGs	28
1.1.5 Atualização da classificação morfológica de galáxias de van den Bergh	31
1.1.6 Evolução de buracos negros supermassivos	33
1.1.7 Galáxias Seyfert e LINERs	33
1.1.8 LINERs: emissão nuclear e extensa	35
1.2 Motivação e estratégia	35
1.3 Estrutura da tese	36
2. <i>Emissão de baixa ionização nuclear, circumnuclear e extensa</i>	39
2.1 AGNs - conceitos e classificação	39
2.1.1 Diagramas diagnósticos	43
2.1.2 Esquema físico dos AGNs	45
2.2 LINERs	47
2.2.1 LINERs são AGNs?	48
2.3 Emissão circumnuclear e extensa de baixa ionização	50
2.3.1 O diagrama WHAN e critérios de classificação	51
2.4 Regiões de linhas largas e o toro molecular e de poeira em LINERs	53

2.5	Questões em aberto	55
3.	<i>Metodologias</i>	57
3.1	Filtragem de Butterworth.	57
3.2	Tomografia PCA - Uma breve introdução	58
3.3	'Fingerprint' instrumental: identificação e remoção	60
3.4	Correção do efeito da refração diferencial da atmosfera	61
3.5	Deconvolução de Richardson-Lucy	61
3.6	Remoção de ruídos de alta frequência na dimensão espectral	63
4.	<i>Amostra de galáxias e observações</i>	65
4.1	A amostra	65
4.1.1	Observações	69
4.2	Redução dos dados	71
5.	<i>Tomografia PCA e atividade nuclear</i>	73
5.1	O caso de IC1459 - um LINER conhecido	74
5.2	O AGN: Autovetores 2	77
5.2.1	Classificação dos AGNs	81
5.2.2	A não detecção de AGNs em NGC 1399 e NGC 1404	81
5.3	Tomogramas das cinemáticas do gás e estelares	81
5.4	O caso de NGC 3136	83
5.5	Discussão e conclusões	90
6.	<i>Propriedades das linhas em emissão nucleares</i>	95
6.1	Síntese dos espectros das populações estelares	95
6.2	Propriedades das linhas em emissão nucleares	97
6.2.1	A componente de linhas estreitas	99
6.2.2	A componente de linhas largas	104
6.2.2.1	'Redshift' gravitacional	106
6.2.3	Os fótons ionizantes	109
6.2.4	Luminosidade bolométrica e razão de Eddington	110
6.2.5	Dois casos especiais: NGC 1399 e NGC 1404	113

6.3	Diagramas diagnósticos	115
6.4	Discussões e conclusões	116
7.	<i>Propriedades da emissão circumnuclear</i>	123
7.1	Propriedades das linhas em emissão circumnuclear	124
7.2	Diagramas diagnóstico	129
7.3	Mapas da emissão circumnuclear	130
7.3.1	A cinemática das regiões circumnucleares.	132
7.3.2	Mapas dos fluxos das linhas de $H\alpha$ e de $[N II]$	139
7.3.3	As razões $[N II]/H\alpha$	142
7.3.4	As larguras equivalentes	143
7.3.5	A emissão de $[S II]$ de alta e de baixa densidade	148
7.3.6	Mapas de densidade	154
7.3.7	Perfis da galáxia IC 1459	158
7.4	Raio das regiões ionizadas pelos AGNs	158
7.5	Discos ou cones de ionização? Os casos de IC 5181 e NGC 2663	162
7.6	Observações do HST para as regiões nucleares	163
7.7	Casos especiais	166
7.7.1	O caso de NGC 1380	166
7.7.2	NGC 3136	170
7.8	Discussão e conclusões	172
8.	<i>Cinemática estelar</i>	179
8.1	Introdução	179
8.2	Extração da LOSVD de espectros de galáxias.	181
8.3	Mapas da cinemática estelar	183
8.3.1	Mapas da velocidade radial	183
8.3.2	Mapas da dispersão de velocidades	188
8.3.3	Mapas do momento h_3 de Gauss-Hermite	192
8.4	Parâmetros cinemáticos globais	193
8.4.1	Parâmetros representativos da rotação estelar	193
8.4.2	O parâmetro p	195

8.5	Discussão e conclusões	197
9.	<i>Modelagem dinâmica das estrelas segundo as equações de Jeans.</i>	201
9.1	A equação de Boltzmann para sistemas não colisionais.	201
9.2	As equações de Jeans	202
9.3	Parametrização do brilho superficial de galáxias: a expansão multigaussiana	203
9.4	O cálculo da $\overline{v_{los}^2}$	205
9.5	O caso de IC 1459	206
9.6	Discussão	209
10.	<i>Comentários sobre cada galáxia da amostra</i>	213
10.1	ESO 208 G - 21	213
10.2	IC 1459	214
10.3	IC 5181	215
10.4	NGC 1380	216
10.5	NGC 1399	217
10.6	NGC 1404	217
10.7	NGC 2663	218
10.8	NGC 3136	219
10.9	NGC 4546	220
10.10	NGC 7097	221
11.	<i>Conclusões gerais e perspectivas</i>	223
11.1	Perspectivas	225
	<i>Referências</i>	227
	<i>Apêndice</i>	243
A.	<i>Resultados das populações estelares das galáxias da amostra</i>	245
A.0.1	ESO 208 G-21	246
A.0.2	IC 1459	250
A.0.3	IC 5181	254

A.0.4	NGC 1380	258
A.0.5	NGC 1399	262
A.0.6	NGC 1404	264
A.0.7	NGC 2663	266
A.0.8	NGC 3136	270
A.0.9	NGC 4546	274
A.0.10	NGC 7097	278
<i>B. Artigos publicados ao longo do doutorado</i>		283

Introdução

1.1 Contexto: Dicotomias em galáxias e em seus núcleos

Observações de supernovas em galáxias de alto redshift e da radiação cósmica de fundo revelaram, nos últimos 15 anos, um Universo dominado por matéria e energia escuras, estabelecendo um cenário paradigmático para o estudo de formação de estruturas. No entanto os mecanismos de formação da componente bariônica associada aos potenciais de matéria escura ainda não estão plenamente estabelecidos. Sabemos que galáxias mais massivas estiveram entre as primeiras estruturas formadas; o estudo delas no Universo local é importante, pois pode revelar segredos fósseis contidos no seu corpo bariônico.

1.1.1 A nuvem azul e a sequência vermelha

Os estudos de grandes amostras no Universo local indicam que as galáxias têm uma distribuição bimodal de cores: a ‘nuvem azul’, composta por galáxias espirais, com formação estelar, e a ‘sequência vermelha’, composta por galáxias elípticas e lenticulares (‘Early Type Galaxies’ - ETGs), nas quais não ocorre mais formação estelar significativa - por isso caracterizadas como ‘red and dead’ (figura 1.1). Essa bi-modalidade só pode ser explicada pela existência de mecanismos que suprimam episódios de formação estelar pela evacuação de gás resultando em rápida transição de galáxias da ‘nuvem azul’ para a ‘sequência vermelha’ (Faber et al., 2007).

Supõe-se que galáxias da ‘sequência vermelha’ se formam pela fusão dissipativa (‘wet mergers’) de galáxias azuis, ricas em gás, seguidas de extinção da formação estelar causada por ejeção de gás; essa ejeção é causada por retro-alimentação (‘feedback’) de um buraco negro supermassivo, ventos de supernovas e aquecimento por choques nos halos

mais massivos (Granato et al., 2004; Kereš et al., 2005; Dekel e Birnboim, 2006).

A fusão de galáxias azuis não é, no entanto, suficiente para formar a ‘sequência vermelha’. Para isso é imprescindível que fusões não-dissipativas, secas (‘dry mergers’), também ocorram, para formar as galáxias vermelhas mais massivas - uma evolução ao longo da ‘sequência vermelha’ (Hopkins et al., 2009; Khochfar e Silk, 2009; Oser et al., 2010).

Boa parte das galáxias azuis possui pseudo-bojos, estruturas que evoluem secularmente (Kormendy e Kennicutt, 2004). Já as galáxias da sequência vermelha têm, tipicamente, bojos clássicos, produtos de fusão de galáxias. Quando se inclui ‘feedback’ nos modelos de fusão, ambas as formas, não-dissipativas e dissipativas (secas e úmidas - sem e com gás) produzem galáxias vermelhas. No entanto a estrutura cinemática pode ser muito distinta. Em fusões igualitárias (1:1), entre galáxias de massas semelhantes, ricas em gás, este gás forma um disco; após a ejeção do gás, seu aquecimento ou sua transformação em estrelas, obtemos um sistema estelar vermelho dominado por rotação (Cox et al., 2006; Jesseit et al., 2009). Uma fusão igualitária (1:1) não-dissipativa resulta em galáxia vermelha com pouca ou nenhuma rotação (Naab e Burkert, 2003; Cox et al., 2006).

Em fusões desiguais (1:3 ou menos) a história é outra, uma vez que a galáxia progenitora conserva aproximadamente a sua estrutura, na medida em que depende da quantidade de massa e gás acrescidas, de forma que a galáxia resultante, em geral, mantém uma rotação significativa (Cox et al., 2006; Jesseit et al., 2009). Conclui-se que, se as galáxias se formam por fusão, a dicotomia azul/vermelha também sugere uma dicotomia na rotação da sequência vermelha entre rotores lentos/rápidos (‘slow/fast rotators’).

1.1.2 Galáxias elípticas: excesso e déficit de luz no centro

Além dessas duas, convém destacar outra dicotomia relevante para o presente estudo: a do excesso/déficit de luz no ‘core’ de galáxias elípticas (Graham, 2004; Kormendy et al., 2009). De acordo com essa dicotomia, galáxias com grande dispersão de velocidades estelar, $\sigma > 200 \text{ km s}^{-1}$, tem déficit de luz na sua região central ao passo que galáxias com $\sigma < 200 \text{ km s}^{-1}$ tem excesso de luz. A existência de déficit de luz pode ser explicada pela expulsão de estrelas pelo sistema binário de buracos negros supermassivos que se forma algum tempo após a fusão das galáxias. Este sistema binário, a caminho da coalescência dos buracos negros, expulsa as estrelas para se livrar da enorme quantidade de momento angular que

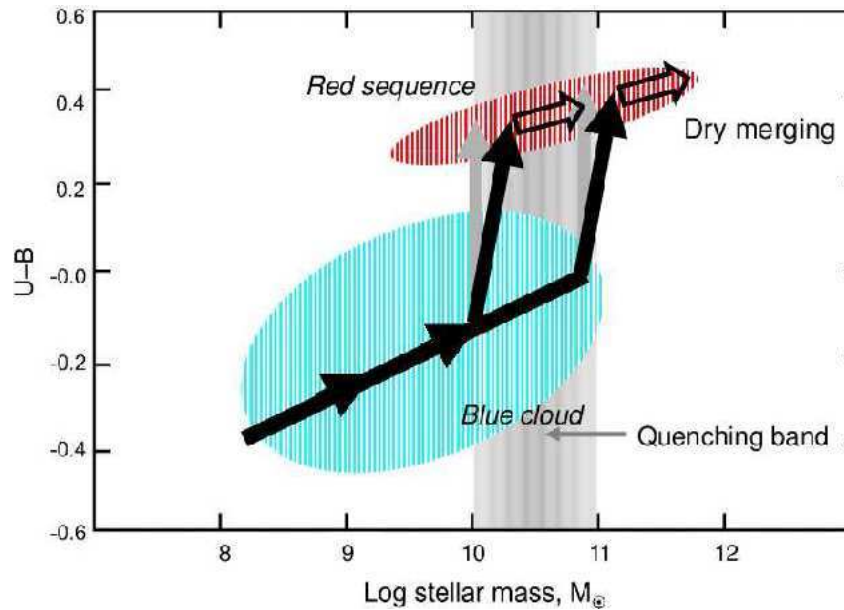


Figura 1.1: A distribuição bi-modal de cores das galáxias e sua evolução no diagrama cor-massa. As flechas indicam migração de galáxias para a sequência vermelha, sob a hipótese de ‘fusões mistas’ (Faber et al., 2007). As trajetórias de estrangulamento são mostradas por flechas aproximadamente verticais. Estas fusões serão ricas em gás (‘wet’ - molhadas), dissipativas, pois as duas galáxias em fusão são azuis, formam estrelas e contêm gás. Ao chegar à sequência vermelha, as galáxias se movem mais lentamente através de uma sequência de fusões não-dissipativas, sem gás (‘dry’ - secas), mostradas pelas flechas vazadas. Estas têm ligeira inclinação para cima para indicar o envelhecimento das estrelas ao longo das gradativas fusões não-dissipativas. Fusões dissipativas não são a única forma de transformar galáxias azuis em vermelhas. O suprimento de gás de alguns discos pode ser expulso por choques ou despido sem ocorrer fusão - por efeito de ambiente de aglomerado para produzir galáxias com discos, do tipo S0. Neste caso suas trajetórias seriam verticais (flechas cinzentas); fora isso, suas histórias seriam semelhantes.. A amostra analisada nesta tese está localizada na extremidade da direita da sequência vermelha, que correspondem às ETGs mais massivas. Figura de Faber et al. (2007)

possui, escavando o déficit de luz. Nas galáxias de maior massa o gás interestelar quente (emissor de raios-x) não permite a condensação posterior de gás para formação estelar, o que não ocorre com sistemas menos massivos ($\sigma < 200 \text{ km s}^{-1}$), que não conseguem reter o gás quente e, portanto podem ter formação estelar (Kormendy et al., 2009). Gradientes de população estelar correlacionam bem com velocidade de escape, tanto localmente como entre ETGs distintos (Scott et al., 2009).

1.1.3 Bojos clássicos e pseudo-bojos

Galáxias costumam ser caracterizados como tendo diversos componentes como disco, bojo, halo, barra e núcleo. Galáxias espirais costumavam ser vistas como uma galáxia elíptica com disco. Bojos que tem propriedades semelhantes a elípticas são chamados de bojos clássicos. Em geral, esses objetos contêm estrelas em órbitas aleatórias. Mostrou-se, no entanto, que muitas vezes o que é, aparentemente, um bojo tem, de fato, uma forma de disco, com órbitas circulares. Esses são chamados de pseudo-bojos (Kormendy e Kennicutt, 2004). Bojos clássicos são formados a partir de fusão de sistemas menores. As órbitas das estrelas são destruídas em fusões não-dissipativas favorecendo a formação de estruturas esfericamente simétricas com orbitas aleatórias. Em fusões dissipativas, nuvens de gás tendem a se converter em estrelas. Já pseudo-bojos evoluem secularmente a partir da transferência radial de estrelas e, principalmente, de gás. Elas têm estruturas internas com formação estelar recente com taxas equivalentes ao de discos de galáxias. Outro critério observacional para distinguir bojos e pseudo-bojos é o índice de Sersic. Bojos clássicos têm índice de Sersic $n > 2$ enquanto que para pseudo-bojos esse índice é $n < 2$ (Fisher e Drory, 2010).

1.1.4 Rotores rápidos (RR) e rotores lentos (RL) em ETGs

O estudo de rotação de esferoides tem sido feito tradicionalmente no plano V_r/σ em função da elipticidade ϵ (Kormendy e Kennicutt, 2004). Em anos recentes foi proposto um novo parâmetro, λ_R (Emsellem et al., 2007), o qual está relacionado com o momento angular do corpo estelar de uma galáxia, calculado para raios menores do que R_e , o raio efetivo da galáxia. Este parâmetro é dado por

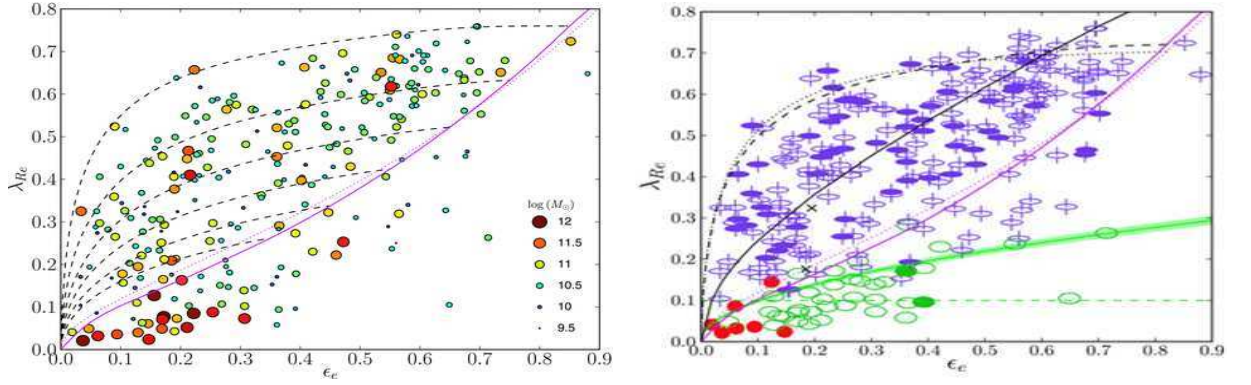


Figura 1.2: Esquerda: λ_{Re} versus elipticidade de 260 galáxias ETG do projeto ATLAS (Emsellem et al., 2011). As cores e os tamanhos dos símbolos estão relacionados à massa de cada galáxia, como indicado. As linhas em magenta indicam as relações (com parâmetros distintos) para uma galáxia elipsoidal vista de perfil. As linhas tracejadas em preto indicam as posições das galáxias com elipticidades intrínsecas de $\epsilon_{intr} = 0.85, 0.75, 0.65, 0.55, 0.45$ e 0.35 , observadas de um ângulo desde vistas de perfil até frontal, quando convergem para a origem. Direita: A mesma relação, mostrando as mesmas linhas em magenta. As linhas tracejadas e pontilhadas representam galáxias com elipticidade intrínseca de $\epsilon = 0.82$, indo de perfil a frontal. A linha sólida preta indica sistemas oblatos isotrópicos vistos de perfil. A linha em verde indica $\lambda_{Re} = 0.31 \sqrt{\epsilon}$ que separa rotores rápidos (elipses em verde) de rotores lentos (elipses em púrpura). Círculos em vermelho indicam galáxias sem rotação aparente. Elipses cheias indicam galáxias com barras.

$$\lambda_R \equiv \frac{\langle R|V| \rangle}{\langle R\sqrt{V^2 + \sigma^2} \rangle} = \frac{\sum_{i=1}^{N_p} F_i R_i |V_i|}{\sum_{i=1}^{N_p} F_i R_i \sqrt{V_i^2 + \sigma_i^2}}. \quad (1.1)$$

onde F_i é o fluxo correspondente à componente estelar, R_i é a distância projetada do ponto i ao centro da galáxia, V_i é a velocidade radial da componente estelar e σ_i é a dispersão de velocidades estelar. Com esse parâmetro é possível separar as galáxias em rotores rápidos (RR) e rotores lentos (RL) ($\lambda_R > 0.1$ e $\lambda_R < 0.1$, respectivamente - Emsellem et al. 2007). Recentemente foi mostrado que existe um separador melhor que é (Emsellem et al., 2011):

$$\lambda_R = \chi \sqrt{\epsilon_R}, \quad (1.2)$$

onde ϵ_R é a elipsidade medida em R , $\chi = 0.31$ quando $R = R_e$ e $\chi = 0.265$ quando $R = R_e/2$. Esse critério é razoavelmente independente dos ângulos de visada. A figura 1.2 mostra que tal divisão é conveniente em uma amostra de 260 galáxias ETGs.

Os rotores lentos apresentam campos de velocidades complexos. Cerca da metade apresenta regiões estelares centrais cinematicamente desacopladas (KDC - ‘Kinematically decoupled components’). Os RL são minoria entre as ETGs, representando apenas $14 \pm 2\%$ de uma amostra limitada em volume e, em geral, são massivas ($\log M_{din}/M_\odot > 10.5$).

Destas, 89% são redondas ($\epsilon < 0.4$) exceto nos casos de discos em contra-rotação. Os RL são geralmente elípticas genuínas isto é, sistemas esferoidais com populações estelares velhas (≥ 10 Gyr).

Rotores rápidos têm campos de velocidade regulares. A grande maioria das ETGs é rotor rápido ($86 \pm 2\%$ de uma amostra limitada em volume), com alinhamentos entre os eixos fotométricos e cinemáticos e ampla faixa de elipticidades, de $\epsilon = 0$ a 0.85 (Krajnović et al., 2011). Os RR são, muitas vezes, galáxias barradas com frações de bojo semelhantes ao das espirais (Cappellari et al., 2011). Os RR vistos de perfil são, em geral, galáxias lenticulares, se assemelhando a galáxias espirais com gás e poeira removidos. Em alguns casos são elípticas excêntricas (E5-E7) com isofotas do tipo-disco.

Entre as galáxias mais massivas, $\log M_{din}/M_{\odot} > 11.5$, 3/4 são RL e apenas 1/4 são RR. A classificação das ETGs entre E e S0 é irrelevante, sendo que a maior parte são sistemas oblatos (com ou sem barra). Apenas 12% têm fraca tri-axialidade nas regiões centrais (Emsellem et al., 2011).

RL são praticamente ausentes ($< 2\%$) em ambientes de baixa densidade. Já na parte central mais densa do aglomerado de Virgo, essa proporção sobe para 20%. Isso está em desacordo com os estudos clássicos que sempre encontram (falsas) elípticas até nos ambientes de mais baixa densidade. A figura 1.3 mostra tais resultados.

Formação estelar em ETGs pode ser estudada a partir de diversos tipos de observações, como emissão de hidrocarbonetos policíclicos aromáticos (Tielens, 2008), como observados, por exemplo, pelo satélite Spitzer, ou conteúdo de moléculas ou gás ionizado (diagramas diagnóstico, etc). Formação estelar em ETGs somente ocorre em rotores rápidos e segue dois modos distintos: em discos ou de forma difusa (Shapiro et al., 2010); neste último, correspondendo às populações estelares jovens espalhadas e alto conteúdo de gás molecular, caso que ocorre apenas em sistemas de baixa massa (Jeong et al., 2009; Kuntschner et al., 2010). A presença igual de corrotação e contra-rotação nestes sistemas sugere que o gás tenha origem externa e provavelmente corresponde aos estágios finais de fusões desiguais, de galáxias pequenas ('minor mergers'), que são as responsáveis pela constituição dos bojos das lenticulares vermelhas. No outro caso, ocorre formação estelar em discos bem definidos ou morfologias anulares; externamente a esses anéis, a galáxia exhibe populações estelares uniformemente evoluídas. Isso implica que estas formações estelares representam um re-

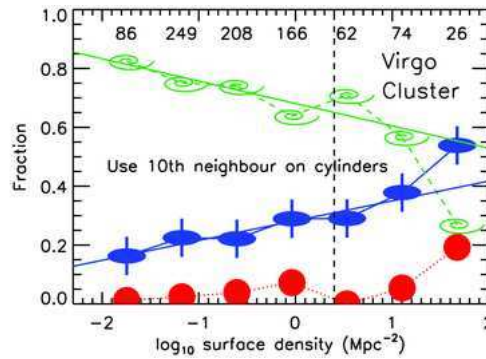


Figura 1.3: A relação entre os RR (azul), RL (vermelho) e espirais (verde) e a densidade do ambiente galáctico. A linha tracejada vertical indica a separação entre os objetos que estão fora e dentro do aglomerado de Virgo. O número acima dos símbolos indica o número de objetos envolvidos na estatística. Esse diagrama mostra uma tendência sistemática válida para 4 ordens de grandeza em densidade do ambiente. A existência de uma relação suave entre tipo cinemático e densidade ambiental de campo (densidades baixas) exclui processos relacionados com aglomerados (e.g. ‘ram pressure stripping’) como a principal causa para a aparente transformação de espirais em RRs. Apenas no centro de Virgo essa relação suave é quebrada, o que demonstra que lá ocorre outro tipo de fenômeno, talvez relacionado a arraste de gás de espirais por gás intergaláctico quente e deficiência em acreção de gás frio (ou fusões envolvendo galáxias massivas?). Figura de Cappellari et al. (2011)

juvenescimento no seio de populações estelares anteriormente quiescentes. A evidência de eventos anteriores de formação estelar semelhante em todas as galáxias RR sugere que esse modo provavelmente contribui para os discos estelares em co-rotação, existentes em todos estes sistemas (Shapiro et al., 2010).

1.1.5 Atualização da classificação morfológica de galáxias de van den Bergh

Galáxias são, historicamente, classificadas esquematicamente de acordo com a ‘forquilha de diapasão’ de Hubble (1927). Em 1976, Sidney van den Bergh propôs uma classificação alternativa, introduzindo três sequências paralelas de galáxias espirais (Sa, Sb, e Sc), espirais anêmicas (Aa, Ab e Ac) e galáxias S0 (S0a, S0b e S0c). Recentemente foram propostas duas versões em que a classificação de van den Bergh foi atualizada (Cappellari et al. 2011; Kormendy e Bender 2012, que adaptaram a revisão de Kormendy e Bender 1996 - ver figura 1.4a). Na revisão de Cappellari et al. (2011) (figura 1.4b), a linha horizontal divide as galáxias de acordo com a dicotomia RR vs RL ao passo que a vertical separa as galáxias de acordo com a dicotomia azul vs vermelho.

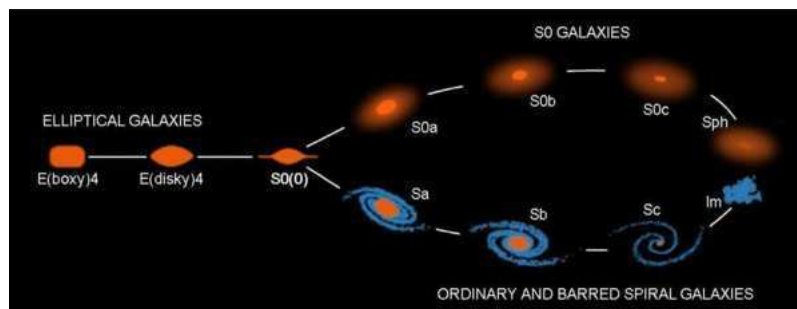


Figura 1.4a: Adaptação da classificação morfológica de sequência paralela de galáxias proposta por van den Bergh e revista por Kormendy e Bender (1996) e atualizada por Kormendy e Bender (2012). As galáxias anêmicas são intermediárias entre as espirais e S0, não mostradas explicitamente no diagrama. As figuras de tipo E4 estão indicadas para as galáxias ‘boxy’ e ‘disky’ vistas de perfil.

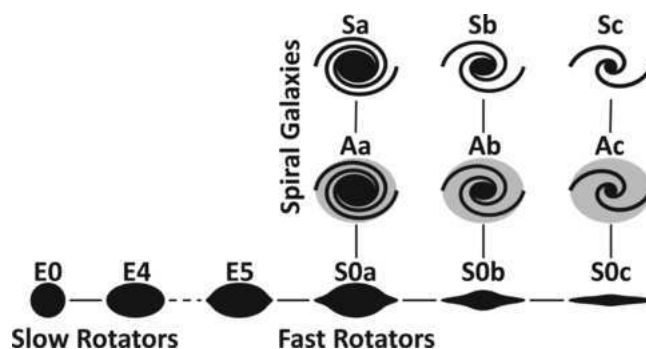


Figura 1.4b: A classificação morfológica de propriedades intrínsecas de galáxias, proposta por van den Bergh (1976) e revista por Cappellari et al. (2011). As ETGs são definidas por não terem braços espirais ou faixas extensas de poeira e se dividem em rotores lentos (E0 a E4) e rotores rápidos (E5 a S0c), visualizadas, aqui, como vistas de perfil. Muitas das galáxias RR mostram barras ou discos de poeira indicando que estão longe se serem vistas de perfil. Todas as galáxias classificadas como elípticas do tipo ‘disky’, E(d) (Bender et al., 1994), são RR. RRs podem ser reconhecidas de forma robusta pela cinemática de campo integral, mesmo sendo vistas de ângulo frontal (Cappellari et al., 2007; Emsellem et al., 2007). Eles formam uma sequência paralela com galáxias espirais anêmicas, Aa-Ac (van den Bergh, 1976), que representam uma continuidade com espirais clássicas. As linhas contínuas ligando galáxias representam possíveis continuidades empíricas, ao passo que a linha tracejada sugere a dicotomia RL vs RR. A amostra analisada nesta tese é representativa da linha inferior desta classificação.

1.1.6 Evolução de buracos negros supermassivos

Acredita-se que a maioria das galáxias possui um buraco negro supermassivo ('supermassive black hole' - SMBH) central. Esses objetos, singularidades no espaço-tempo, previstos pela Teoria da Relatividade Geral, foram postulados a partir dos anos de 1960 para explicar os quasares e núcleos ativos de galáxias em geral. A descoberta de uma estreita correlação entre a massa do buraco negro supermassivo (M_{SMBH}) e a dispersão de velocidades estelar (σ) dentro do raio efetivo da galáxia (Ferrarese e Merritt, 2000; Gebhardt et al., 2000), a relação $M - \sigma$ (Gültekin et al., 2009)

$$\log(M_{SMBH}/M_{\odot}) = 8.12 + 4.24 \log(\sigma/200 \text{ km s}^{-1}), \quad (1.3)$$

despertou a compreensão de que galáxias e seus buracos negros centrais co-evoluem (Granato et al., 2004). Essa co-evolução não só é importante para se entender como os buracos negros crescem em massa, mas os efeitos de retro-alimentação energética são fundamentais para se entender a evolução das galáxias, entre as quais a dicotomia de cor.

Posteriormente foi mostrado que a relação $M - \sigma$ somente é válida para galáxias elípticas e bojos clássicos, não sendo válidas para discos ou pseudo-bojos (Kormendy et al. 2011 - ver figura 1.5). Isto sugere que há dois modos de alimentação de buracos negros. A massa dos buracos negros cresce mais rapidamente quando fusões de galáxias direcionam gás para alimentar eventos do tipo quasar. Por outro lado, buracos negros de menor massa em galáxias sem bojos ou com pseudo-bojos, crescem no modo de mais baixa luminosidade, típica de Seyferts. Nos bojos clássicos, a evolução ocorre por processos globais (como fusões), de forma que os buracos negros mais massivos co-evoluem com os bojos, ao passo que em pseudo-bojos o crescimento é determinado por processos locais e estocásticos de forma que não ocorre co-evolução entre buracos negros, discos e pseudo-bojos.

1.1.7 Galáxias Seyfert e LINERs

Como será visto no próximo capítulo, galáxias do universo local possuem núcleos ativos ('active galactic nuclei' - AGN) que são classificados de diversas formas, entre as quais galáxias Seyfert (alta ionização) e LINERs ('Low ionization nuclear emission regions' - baixa ionização). Galáxias Seyfert ocorrem preferencialmente em galáxias azuis (espirais) e, também, em galáxias S0, mas não em galáxias elípticas, enquanto LINERs ocorrem

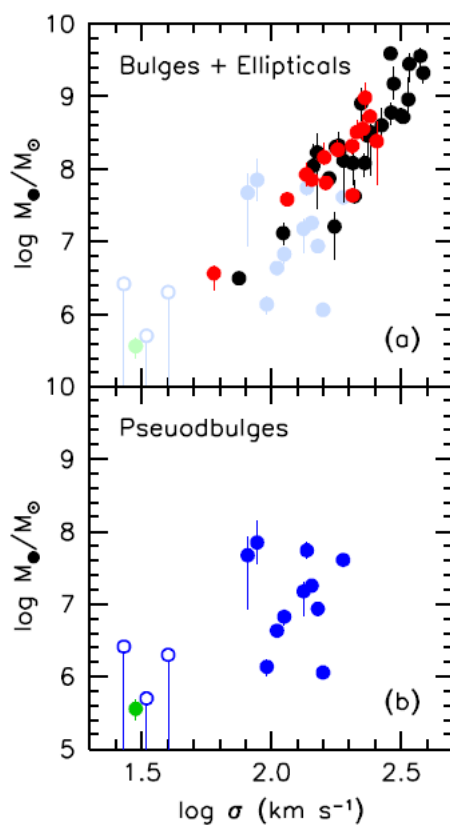


Figura 1.5: Correlação das massas de buracos negros, medidas dinamicamente, com a dispersão de velocidades das galáxias hospedeiras elípticas (pontos em preto), bojos clássicos (pontos em vermelho), pseudo-bojos (pontos em azul) e aglomerados estelares nucleares (ponto em verde). Figura de [Kormendy et al. \(2011\)](#).

tanto em ETGs como em espirais (ver [Ho 2008](#), para uma revisão abrangente). Além disso, sabe-se que galáxias Seyfert estão associadas a buracos negros supermassivos com taxa de captura de matéria mais alta (razão de Eddington $> 10^{-3}$ para as Seyfert 1) ao passo que LINERs possuem razão de Eddington mais baixa ($< 10^{-5}$ para LINERs tipo 1). Temos, portanto uma nova dicotomia na caracterização dos núcleos ativos.

1.1.8 LINERs: emissão nuclear e extensa

A emissão nuclear de LINERs é frequentemente associada a AGNs ([Ferland e Netzer, 1983](#); [Halpern e Steiner, 1983](#)). Porém, estes objetos apresentam uma dicotomia adicional: a emissão difusa, que se estende por escalas de kpc e é fotoionizada por fontes difusas, possivelmente estrelas pós-AGBs ([Binette et al., 1994](#); [Cid Fernandes et al., 2011](#); [Yan e Blanton, 2012](#)). No capítulo 2 faremos uma revisão bibliográfica sobre este tópico.

Em adição a essas duas regiões emissoras, podemos caracterizar ainda uma terceira: a região circumnuclear, com escala de ~ 100 pc, que corresponde à escala da região de linhas estreitas; a natureza desta emissão será um dos focos desta tese.

1.2 Motivação e estratégia

No presente trabalho apresentaremos observações feitas com o ‘Gemini Multi-Object Spectrograph’ (GMOS) no modo de espectroscopia de campo integral (‘Integral Field Unit’ - IFU) de 10 galáxias ETGs massivas ($\sigma > 200$ km s $^{-1}$), com o intuito de estudar, em detalhes, a atividade nuclear e circumnuclear.

Estudos estatísticos de galáxias e seus AGNs têm sido feitos com grande sucesso nas últimas décadas. Podemos citar o ‘survey’ de Palomar ([Ho et al., 1997a](#)) que se tornou referência no que se refere a estudos estatísticos de AGNs. Esse survey foi conduzido com o telescópio de Palomar, utilizando uma fenda de 2”x4” para estudar todas as galáxias do hemisfério norte com $B_T < 12.5$.

Outro ‘survey’ de grande sucesso foi o SDSS (‘Sloan Digital Sky Survey’ - [York et al. 2000](#)). Este levantamento usou fibras ópticas com campo de 3” de diâmetro para observar centenas de milhares de galáxias, subsidiando o estudo de muitos trabalhos estatísticos. A ‘fenda’ do SDSS não é muito diferente da do Palomar, mas, em média, a distância das galáxias é bem maior o que implica em que a área estudada tem escala de kpc.

Com o advento de espectroscopia de campo integral foi possível realizar levantamentos de amostras com observação espacialmente resolvida. O SAURON (de Zeeuw et al., 2002) foi pioneiro nesse campo; as fibras tem 1" de diâmetro e o campo de visada ('Field of view' - FOV) é de 33" x 41", com cobertura espectral limitada entre 4800-5380 Å.

Outro survey produzido com dados de IFU iniciado recentemente é o CALIFA ('Calar Alto Legacy Integral Field Area Survey' - Sánchez et al. 2012). Este estudo usa fibras com diâmetro correspondendo a 2.7" espaçadas de 3.6", com triplas exposições para cobrir 74" x 64" de campo.

Nossa estratégia é usar um telescópio maior (8 m), com excelente qualidade de imagem: o Gemini Sul; além disso, utilizamos uma amostragem espacial de 0.2" possibilitando um FOV de 3" x 5" com cobertura espectral incluindo de H β até as linhas de [S II], com resoluções entre 1.3-1.9 Å e excelente razão sinal/ruído. O objetivo maior é estudar ambas as componentes de cada objeto, a emissão nuclear e a circumnuclear. Para isso, é fundamental o contraste entre as componentes. Selecionamos objetos com alta massa, $\sigma > 200 \text{ km s}^{-1}$, que corresponde a galáxias com $M_{gal} > 10^{11} M_{\odot}$ (Ferrarese et al., 2006). Isto representa o segmento mais à direita da sequência vermelha de galáxias da figura 1.1.

Nosso objetivo é estudar a natureza do núcleo de cada galáxia, bem como a natureza da emissão circumnuclear na escala da região de linhas estreitas ($\sim 100 \text{ pc}$). Como subproduto, podemos estudar, também, a cinemática estelar. A arqueologia estelar também pode ser estudada, mas não será objeto desta tese.

1.3 Estrutura da tese

O presente trabalho será apresentado com a seguinte estrutura: No capítulo 2 faremos uma breve apresentação conceitual de AGNs e uma revisão bibliográfica do estudo de LINERs nucleares e circumnucleares; no capítulo 3 faremos uma descrição dos aspectos metodológicos menos conhecidos que utilizamos ao longo do trabalho; no capítulo 4 é apresentada a amostra de 10 galáxias ETGs estudadas nesta tese, além de descrevermos as observações e os passos básicos das reduções dos cubos de dados destes objetos; no capítulo 5, analisamos as 10 galáxias da amostra utilizando-se apenas o método da Tomografia PCA (de 'principal component analysis') aplicada a cubo de dados; no capítulo 6 apresentamos as propriedades das emissões nucleares das galáxias da amostra; no capítulo

7 descrevemos as propriedades das emissões circumnucleares das galáxias da amostra; no capítulo **8**, apresentamos as cinemáticas das componentes estelares das galáxias da amostra; no capítulo **9**, modelamos a cinemática estelar da galáxia IC 1459; no capítulo **10** são feitos breves comentários sobre cada uma das galáxias da amostra; no capítulo **11**, apresentamos as conclusões mais gerais desta tese, além das perspectivas do trabalho. Além disso, no apêndice **A**, apresentamos os resultados correspondentes às populações estelares das galáxias da amostra, entretanto sem quaisquer análises e discussões, enquanto no apêndice **B** colocamos os artigos escritos ao longo desta tese de doutorado e publicados (ou submetidos) em periódicos internacionais.

Emissão de baixa ionização nuclear, circumnuclear e extensa

2.1 AGNs - conceitos e classificação

Núcleos ativos de galáxias são objetos compactos, encontrados nas regiões centrais da maioria das galáxias massivas. Os AGNs são classificados conforme a sua luminosidade. Os quasares¹ (de ‘quasi stellar radio sources’) pertencem à classe dos AGNs mais luminosos. Entre os AGNs de baixa luminosidade (‘low luminosity’ AGNs - LLAGNs), encontram-se as galáxias Seyfert e os LINERs, cujas diferenças estão associadas ao grau de ionização do gás destes objetos. A maior parte das galáxias Seyfert são espirais, enquanto os LINERs são geralmente encontrados em galáxias ETGs.

A fonte de energia dos AGNs está associada a processos não estelares. Um típico quasar possui uma luminosidade de $10^{12} L_{\odot}$ e possui um tamanho da ordem de 10^{-1} anos-luz (Osterbrock e Ferland, 2006). Supondo-se que sua luminosidade deva ser menor do que a luminosidade de Eddington, a massa de um AGN deve ser $M > 10^7 M_{\odot}$. Tal massa é típica dos buracos negros supermassivos que são encontrados nas regiões centrais de galáxias. Um modelo para AGNs (ao menos para os mais luminosos) propõe a existência de um disco geometricamente fino e opticamente espesso (Shakura e Sunyaev, 1973), que acrescenta massa ao SMBH. Nestes discos, o efeito da viscosidade causa a perda de energia e de momento angular do disco de gás. Isto implica que parte da massa de repouso do

¹ Nesta tese, os quasares correspondem aos objetos ‘radio-loud’ e ‘radio-quiet’, embora há autores na literatura (e.g. Osterbrock e Ferland 2006) que classificam os objetos ‘radio-quiet’ como QSOs (de ‘quasi stellar sources’)

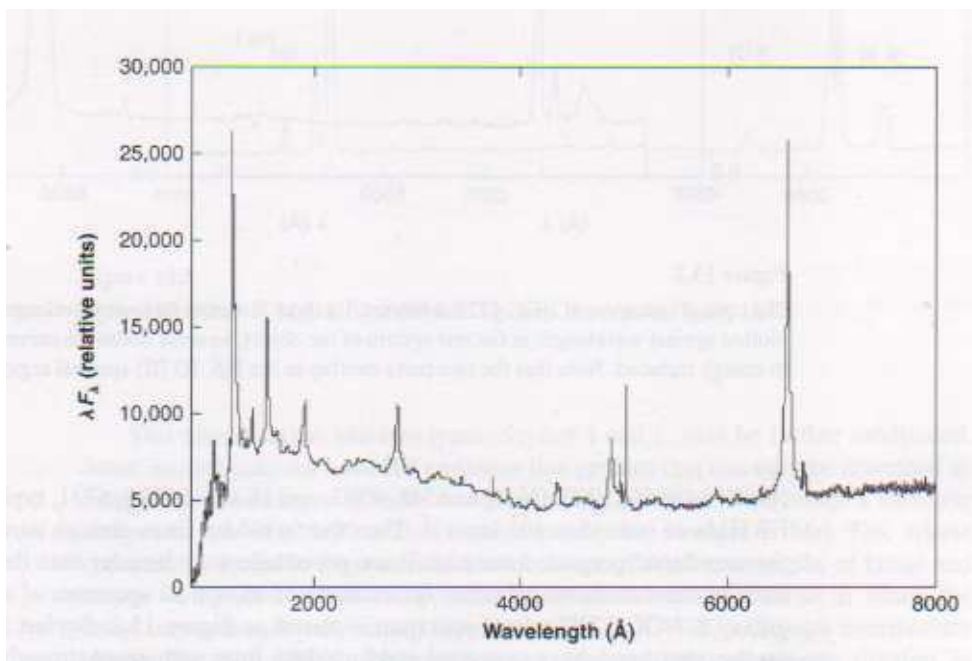


Figura 2.1: Espectro UV/óptico típico de um AGN. O ‘big blue bump’ é observado em $\lambda < 4000 \text{ \AA}$, o qual é associado com um disco de acreção geometricamente fino e opticamente espesso. Além desta componente, observa-se diversas linhas em emissão, cuja característica também é intrínseca dos AGNs. Figura retirada de [Osterbrock e Ferland \(2006\)](#)

disco será transformada em luminosidade como

$$L = \eta \dot{M} c^2, \quad (2.1)$$

onde \dot{M} é a taxa de acreção e η é a eficiência do processo. Em quasares e Seyferts, uma assinatura clássica deste tipo de disco de acreção é o ‘big blue bump’ ([Shields, 1978](#); [Malkan e Sargent, 1982](#)), que se caracteriza como um excesso de luz na região azul do espectro, mais especificamente no UV. A figura 2.1 mostra um espectro de AGN onde o ‘big blue bump’ é bastante evidente. Tal característica não é detectada em LINERs, ou porque ela é muito fraca ou porque ela simplesmente não existe nestes tipos de objetos ([Ho, 2008](#)). Na verdade, discos de acreção em LINERs parecem ser intrinsecamente distintos quando comparados com os AGNs mais luminosos ([Ho, 2008](#)).

Além do ‘big blue bump’, a distribuição espectral de energia (‘spectral energy distribution’ - SED) dos AGNs revela outros fenômenos. De acordo com [Ho \(2008\)](#), há a emissão ‘synchronon’ de jatos na faixa do rádio, um excesso no IR, proveniente da reemissão térmica por grãos de poeira, um excesso no raio-x mole (0.5-2 keV), cuja origem ainda é

controversa e a comptonização de fótons de baixa energia, que se estende no óptico², IR e é bastante evidente na região espectral do raio-x duro (2-10 keV). A figura 2.2 mostra exemplos de SEDs para AGNs.

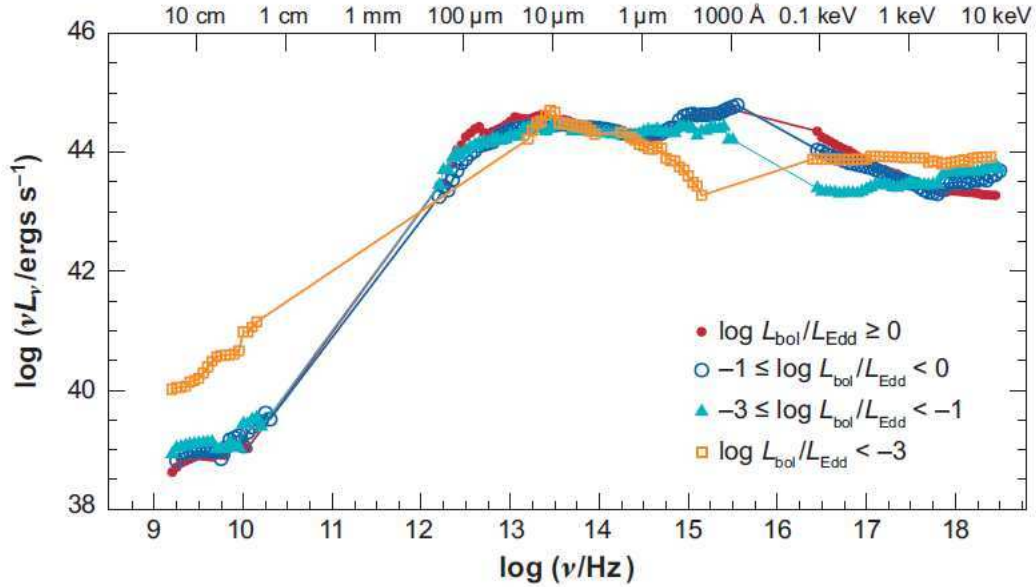


Figura 2.2: Distribuição espectral de energia (SED) de AGNs com diferentes razões de Eddington (L_{bol}/L_{edd}). Note que no caso $L_{bol}/L_{edd} < 10^{-3}$, cujos valores são típicos de LINERs, o ‘big blue bump’ está ausente. LINERs tendem a ser ‘radio-loud’, se for levada em conta a convenção de que a razão da luminosidade em rádio pela luminosidade na banda V $R_0 \equiv L_\nu(5GHz)/L_\nu(B) > 10$ ou também a razão da luminosidade em rádio pela emissão em raios-x $R_x \equiv \nu L_\nu(5GHz)/L_x > 10^{-4.5}$. Entretanto, vale lembrar que os AGNs que fotoionizam LINERs são de baixa luminosidade e, por isso, é difícil detectar ambos os ‘cores’ em rádio e em raios-x. Isto deve ser feito em observações com resoluções na escala de segundos de arco e alta sensibilidade. Figura e razões R_0 e R_x retiradas de Ho (2008)

Uma das características mais marcantes dos espectros de AGNs é que suas linhas em emissão são intensas e mais alargadas, quando comparadas com linhas em emissão de regiões H II, por exemplo. A emissão de linhas nos espectros de Seyferts pode ser dividida em dois tipos. As de tipo 1 possuem componentes largas nas linhas do hidrogênio, He I e He II, com largura a meia altura (‘full width at half maximum’) $FWHM \sim 1-5 \times 10^3 \text{ km s}^{-1}$ (Osterbrock e Ferland, 2006), enquanto as linhas proibidas, como [O III] $\lambda\lambda 4959; 5007$, [N II] $\lambda\lambda 6541; 6583$ e [S II] $\lambda\lambda 6716; 6731$ possuem $FWHM \sim 5 \times 10^2 \text{ km s}^{-1}$ (Osterbrock e Ferland, 2006). Seyferts 2 possuem todas as linhas do espectro com $FWHM \sim 5 \times 10^2 \text{ km s}^{-1}$.

² No óptico, a componente da SED também é chamada de ‘featureless continuum’ (fc). Na verdade, o fc refere-se a uma emissão não estelar do contínuo.

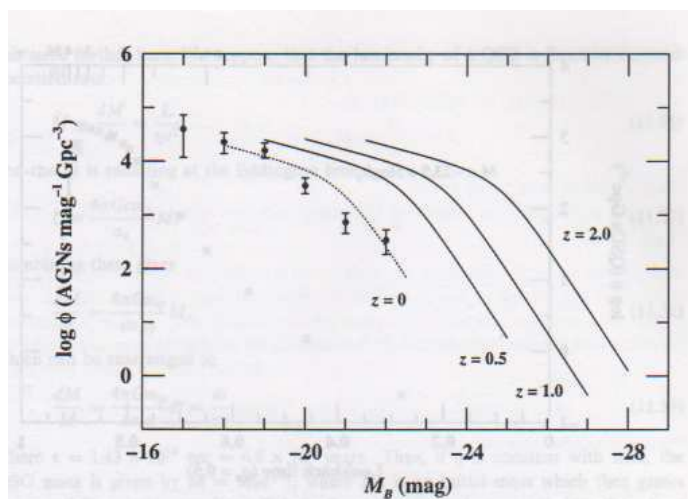


Figura 2.3: Parametrização da função de luminosidade de quasares em baixos redshifts. A linha pontilhada é a extrapolação da função para $z = 0$. Os círculos cheios são Seyferts 1. Figura retirada de [Peterson \(1997\)](#)

s^{-1} . Entre os tipos 1 e 2, são propostas 3 subdivisões ([Osterbrock e Ferland, 2006](#)). Neste critério, as linhas permitidas de uma Seyfert 1 só podem ser descritas pela composição de uma componente larga e uma componente estreita. As Seyferts 1.5 possuem as componentes largas e estreitas nas linhas de Balmer facilmente detectadas, porém seus perfis são intermediários entre Seyfert 1 e Seyfert 2. A subdivisão 1.8 refere-se a componentes largas muito fracas detectadas nas linhas de $H\alpha$ e $H\beta$, enquanto na de tipo 1.9 é detectada tal componente apenas na linha de $H\alpha$. Os quasares são, em sua maioria, Seyferts do tipo 1, porém muito mais luminosos. Alias, a função de luminosidade das Seyferts 1 coincide com a função de luminosidade dos quasares em baixos redshifts e em luminosidades mais baixas ([Peterson, 1997](#); [Osterbrock e Ferland, 2006](#)). A figura 2.3 mostra a parametrização da função de luminosidade de quasares em baixos redshifts. Embora Seyferts e quasares sejam associados a AGNs, adota-se uma divisão entre as duas classes onde objetos com $M_B < -23$ são classificados como quasares. Em quasares, o ‘featureless continuum’ mais as linhas em emissão são tão intensas que acabam se sobrepondo às emissões das componentes estelares de suas galáxias. Entretanto, quasares são mais raros do que Seyferts. A densidade de Seyferts é 100 vezes a densidade de quasares no universo ([Osterbrock e Ferland, 2006](#)).

Entre os LLAGNs, as linhas em emissão só podem ser caracterizadas ou até mesmo detectadas após uma subtração cuidadosa da componente estelar da região nuclear das galáxias hospedeiras. Em [Ho \(2008\)](#), há uma pequena discussão sobre diferentes maneiras

de se remover a luz estelar de espectros nucleares. Em especial, na detecção das componentes largas das linhas permitidas, a subtração da componente estelar tem que ser efetuada com a maior precisão possível. Através das linhas em emissão, é possível classificar os objetos como Seyferts, LINERs ou em regiões H II. Tal discussão é feita com mais detalhes na seção seguinte.

2.1.1 Diagramas diagnósticos

Uma das maneiras de se distinguir os diferentes tipos de LLAGNs (Seyferts e LINERs) e as regiões H II é através de razões de linhas no óptico, provenientes das regiões de linhas estreitas ('narrow line regions' - NLR). A figura 2.4 mostra três espectros onde cada tipo de objeto é apresentado. A definição original dos LINERs foi feita por Heckman (1980), onde as razões $[O II]\lambda 3727/[O III]\lambda 5007 > 1$ e $[O I]\lambda 6300/[O III]\lambda 5007 > 1/3$. Entretanto, por causa da dificuldade de se observar uma faixa longa dos espectros e, principalmente, a alta extinção da linha de $[O II]\lambda 3727$, Veilleux e Osterbrock (1987) propuseram que uma melhor definição para se separar LINERs de regiões H II e de Seyferts seria através das razões $[O III]\lambda 5007/H\beta < 3$, $[O I]\lambda 6300/H\alpha > 0.05$, $([S II]\lambda 6716 + [S II]\lambda 6731)/H\alpha > 0.4$ e $[N II]\lambda 6583/H\alpha > 0.5$. O principal motivo de se utilizar estas razões é que elas são razoavelmente insensíveis ao efeito de avermelhamento.

A linha de $[O I]\lambda 6300$ é emitida em zonas parcialmente ionizadas, as quais são produzidas por fótons de altas energias. As linhas do $[S II]\lambda\lambda 6716; 6731$ também possuem uma emissão importante proveniente destas zonas, as quais são mais extensas em regiões fotoionizadas por AGNs em relação às existentes em regiões H II. Já os motivos pelos quais a razão $[N II]/H\alpha$ são maiores em galáxias com AGNs são mais complexos, embora uma fração da linha de $[N II]\lambda 6583$ seja proveniente da zona parcialmente ionizada. A razão $[O III]/H\beta$ é basicamente um indicador do nível de ionização e da temperatura do gás ionizado.

Os diagramas diagnósticos são gráficos bidimensionais que comparam diferentes razões de linhas. Foram originalmente propostos por Baldwin et al. (1981) e, por isso, são também conhecidos como diagramas BPT. No óptico, os diagramas BPT mais comuns são aqueles que comparam a razão $[O III]/H\beta$ com as razões $[O I]/H\alpha$, $[N II]/H\alpha$ e $[S II]/H\alpha$. A figura 2.5 mostra um exemplo destes 3 diagramas.

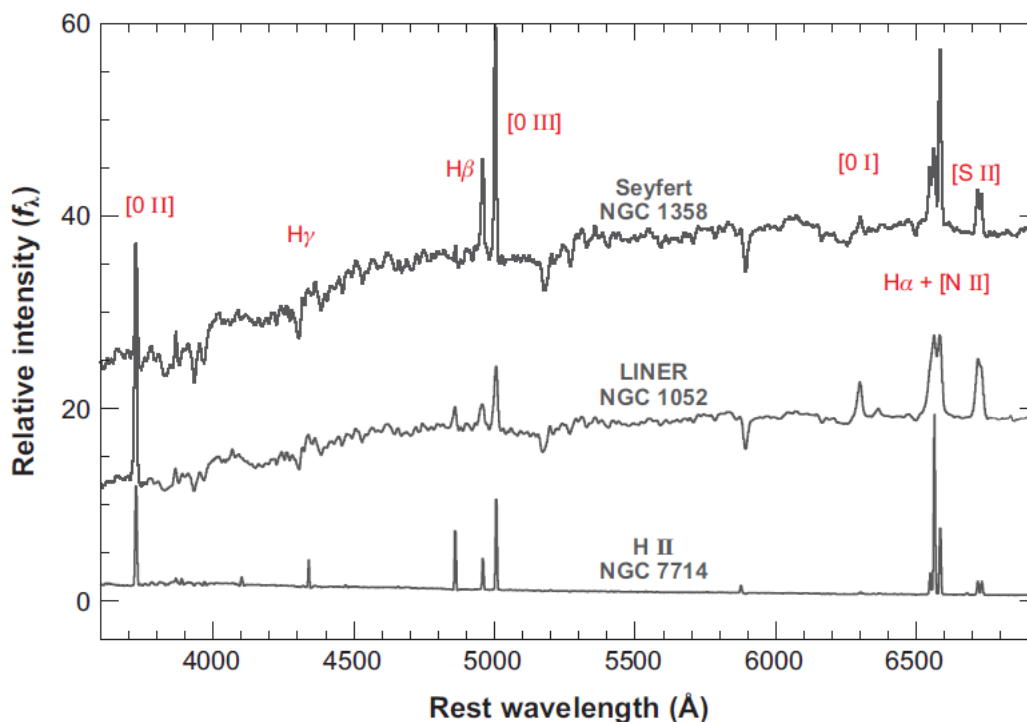


Figura 2.4: Espectros de LLAGNs (Seyfert e LINER) e de uma região H II. Note que a galáxia Seyfert possui uma alta razão de $[O III]/H\beta$, o que caracteriza seu espectro como sendo de alta ionização. O LINER possui as razões $[N II]/H\alpha$ e $[O I]/H\alpha$ mais importante, ou seja, há proeminência de linhas de baixa ionização. Embora regiões H II tenha quaisquer valores da razão $[O III]/H\beta$, as razões de baixa ionização geralmente são limitadas, basicamente porque este tipo de objeto não possui regiões parcialmente ionizadas. Além disso, os valores de FWHM de regiões H II são sistematicamente mais baixos do que LLAGNs. Figura retirada de Ho (2008)

Kauffmann et al. (2003), em uma amostra de 22623 galáxias do SDSS, notaram que um limite máximo calculado teoricamente para regiões H II por Kewley et al. (2001) estava além da posição onde são encontradas regiões H II no diagrama diagnóstico $[N II]/H\alpha$ x $[O III]/H\beta$. Com isso, Kauffmann et al. (2003) determinaram uma curva empírica dividindo regiões H II puras de contribuições por AGNs. Posteriormente, Kewley et al. (2006) propuseram um novo sistema de classificação. Galáxias localizadas abaixo da curva calculada por Kauffmann et al. (2003) são classificadas como regiões H II puras. Galáxias presentes entre a curva empírica e o limite máximo teórico das regiões H II são objetos de transição, cuja classe pode ser explicada como sendo um LINER com um espectro contaminado pela luz de regiões H II vizinhas. Finalmente, galáxias cujas posições no diagrama diagnóstico estão acima do limite teórico das regiões H II são classificadas como AGNs. No diagrama $[O I]/H\alpha$ x $[O III]/H\beta$, eles também determinaram uma separação

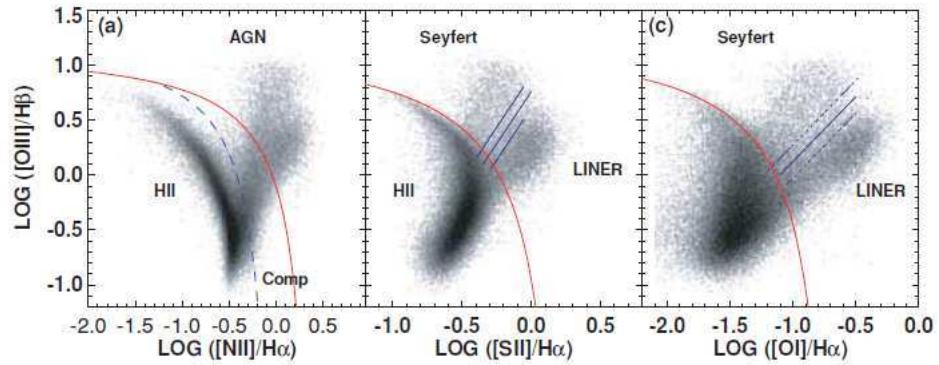


Figura 2.5: Os três diagramas BPT mostrando dados do SDSS e os critérios de Kewley et al. (2006), que derivou equações para as linhas indicadas. Estes critérios separam os diversos grupos de galáxias com linhas em emissão: Seyferts, LINERs, Regiões H II e objetos de transição. Figura de Kewley et al. (2006)

empírica entre LINERs e Seyferts.

Além dos critérios propostos por Kewley et al. (2006) (Ke06, para esta tese), utilizaremos também a classificação definida por Ho et al. (1997a) (Ho97, para esta tese), a qual é bastante similar àquela proposta por Veilleux e Osterbrock (1987). Segundo Ho97:

- Seyfert - $[O\ III]/H\beta \geq 3.0$, $[N\ II]/H\alpha \geq 0.6$, $[S\ II]/H\alpha \geq 0.4$ e $[O\ I]/H\alpha \geq 0.08$
- LINERs - $[O\ III]/H\beta < 3.0$, $[N\ II]/H\alpha \geq 0.6$, $[S\ II]/H\alpha \geq 0.4$ e $[O\ I]/H\alpha \geq 0.17$
- Regiões H II - $[O\ III]/H\beta$ quaisquer, $[N\ II]/H\alpha < 0.6$, $[S\ II]/H\alpha < 0.4$ e $[O\ I]/H\alpha < 0.08$
- Objetos de transição - $[O\ III]/H\beta < 3.0$, $[N\ II]/H\alpha \geq 0.6$, $[S\ II]/H\alpha \geq 0.4$ e $0.08 \leq [O\ I]/H\alpha < 0.17$

Ambos os critérios de Ho97 e Ke06 serão utilizados ao longo desta tese para a classificação dos objetos segundo suas linhas em emissão no óptico.

2.1.2 Esquema físico dos AGNs

Na seção 2.1, foi comentado que as linhas em emissão de galáxias Seyfert 1 possuem uma componente larga e a outra estreita. Tais componentes correspondem a duas regiões distintas. A componente larga refere-se às regiões de linhas largas ('broad line regions' - BLR). Estas regiões são provavelmente discos de gás (embora não possa ser descartada uma

geometria esféricamente simétrica), com densidades eletrônicas da ordem de 10^{10} cm^{-3} e diâmetro de $\sim 0.1 \text{ pc}$ (Osterbrock e Ferland, 2006). Sua cinemática é predominantemente kepleriana (Gaskell, 2009). Com tal densidade, apenas as linhas permitidas são emitidas nesta região (ions excitados, responsáveis pela emissão das linhas proibidas, seriam rapidamente desexcitados por colisões em ambientes de alta densidade). As BLRs são opticamente espessas nos seus equadores e opticamente finas em seus polos. Já as componentes estreitas das linhas em emissão estão associadas às NLRs, cujos tamanhos são da ordem de centenas de parsecs e suas densidades eletrônicas são $\sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$. Sua forma pode ser tanto plana como esféricamente simétrica. A cinemática das NLRs possui uma importante componente radial. Levando em conta ambas as regiões, o preenchimento de gás $f \sim 10^{-3}$, o que significa que tanto a BLR como a NLR estão em formas de condensações de gás, ou nuvens.

Os fótons ionizantes que penetram pela BLR e chegam a NLR tendem a formar uma região de NLR fotoionizada conhecida como cone de ionização. A ideia é que este cone seja formado nas direções dos polos da BLR, já que no equador os fótons ionizantes são absorvidos pelo gás da BLR. As nuvens mais próximas da fonte central são altamente ionizadas, já que possuem maiores valores do parâmetro de ionização U , que é dado por

$$U = \frac{Q(H)}{4\pi r^2 n_e c}, \quad (2.2)$$

onde $Q(H)$ é o número de fótons ionizantes, n_e é a densidade eletrônica do gás, r é a distância da nuvem de gás à fonte central e c é a velocidade da luz. Um esquema deste modelo, tirado de Osterbrock e Ferland (2006) é mostrado na figura 2.6.

O modelo apresentado na figura 2.6 indica que as linhas em emissão dos AGNs, ao menos as permitidas, deveriam possuir tanto componentes largas como componentes estreitas. Isto implica que as Seyfert 2 ou não possuem uma BLR ou que este tipo de galáxia possui uma alta extinção nas suas regiões mais internas. A espectropolarimetria de algumas Seyfert 2, como por exemplo NGC 1068, revela que a BLR está presente nestes objetos (Antonucci e Miller, 1985). A ideia é que, ao redor da BLR, um toro molecular e de poeira esteja presente nas regiões centrais das galáxias Seyfert. Nas Seyferts 2, este toro está localizado entre o observador e a BLR, enquanto nas Seyferts 1 observa-se diretamente estas regiões internas. Este cenário é conhecido como modelo unificado (Antonucci e Miller, 1985;

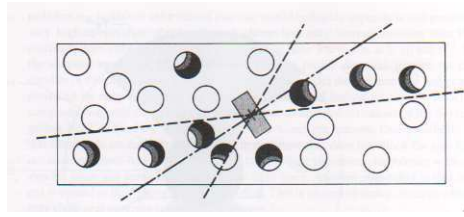


Figura 2.6: Modelo de um AGN. O retângulo em cinza na região central representa a BLR em forma de um disco. No equador, a BLR é opticamente espessa. Como os polos da BLR são opticamente finos, a radiação da fonte central atinge as regiões onde se encontram a NLR sob uma forma de cone. Nuvens da NLR fora deste cone são neutras, embora haja algumas nuvens ionizadas nestas posições, já que o gás da BLR também não preenche todo o volume desta região. Alto grau de ionização é representada por cores mais escuras, enquanto as cores cinzas refere-se à graus menores de ionização. Embora a NLR esteja representada nesta figura como um disco (delimitado pelo retângulo maior), uma simetria esférica desta região também seria explicada pelas observações. Figura retirada de [Osterbrock e Ferland \(2006\)](#)

[Antonucci, 1993](#)). Quando a linha de visada à região nuclear é obstruída pelo toro, tanto a BLR como o contínuo não térmico da fonte central são detectados através do espalhamento da sua luz provavelmente por elétrons livres, já que a polarização do espectro das Seyferts 2 é independente do comprimento de onda. Note que, no modelo unificado, o toro age como o colimador dos fótons ionizantes que provoca o cone de ionização. Entretanto, vale frisar que a ausência do toro molecular não indica que os AGNs não formem cones de ionização. Isto pode ser importante para os LINERs, cujas características serão discutidas nas próximas seções.

2.2 LINERs

A classe dos LINERs foi originalmente definida por [Heckman \(1980\)](#). Os LINERs são caracterizados por espectros cujas linhas em emissão de baixa ionização são proeminentes. Na seção [2.1.1](#), foram discutidas quais razões de linhas são utilizadas como diagnósticos de LINERs. [Heckman \(1980\)](#) propôs ondas de choque para explicar os espectros de LINERs. Já [Ferland e Netzer \(1983\)](#) e [Halpern e Steiner \(1983\)](#) associaram os LINERs a objetos fotoionizados por AGNs de baixa luminosidade, com parâmetro de ionização $U \sim 10^{-3}$. Modelos de ‘bursts’ estelares instantâneos, com idades entre 3 e 5 Myr, cujo contínuo no UV é dominado por aglomerados de estrelas Wolf-Rayet, foram propostos por [Barth e Shields \(2000\)](#) para explicar núcleos de objetos de transição LINERs/H II. Fotoionização por populações estelares velhas, mais especificamente estrelas pAGBs, foi proposta por

Binette et al. (1994) para explicar a emissão de gás ionizado de galáxias elípticas. Esta ideia vem sendo utilizada por alguns autores (e.g. Ho 2008; Stasińska et al. 2008; Eracleous et al. 2010a; Sarzi et al. 2010) como uma fonte adicional de fótons ionizantes, já que parece haver um déficit energético em diversos LINERs. Voltaremos a este ponto na seção 2.3.

A amostra ‘Palomar’ (Ho et al., 1995, 1997a) observou todas as galáxias do hemisfério norte limitada em magnitude $B_T < 12.5$. Desta amostra, foi mostrado que 1/3 destas galáxias são LINERs. Se contar a população de AGNs (considerando-se que os LINERs detectados nesta amostra estão associados a núcleos ativos), esta fração sobe para 2/3. Preferencialmente, os LINERs são encontrados em ETGs, sendo que, se levado em conta os objetos de transição, a taxa de detecção é de $\sim 50\%$ em tipos E, S0 e Sa (Ho, 2008). Em uma amostra de 203 ETGs observadas no hemisfério sul, Phillips et al. (1986) detectaram uma emissão de $[\text{N II}]\lambda 6584$ em aproximadamente 55% dos objetos. Eles apontaram que nestas galáxias com linhas em emissão detectadas, as características são de LINERs, com valores de $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ entre 1 e 3. Eles também encontraram que esta razão cresce com a magnitude absoluta da galáxia, tendência que foi também detectada por Annibali et al. (2010)³, porém em uma amostra de 65 ETGs.

2.2.1 LINERs são AGNs?

No óptico, a resposta da pergunta acima é obtida com a detecção de componentes largas nas linhas em emissão. Tal componente é uma evidência direta de que o gás ionizado está sob influência gravitacional de um buraco negro supermassivo. Em uma primeira aproximação, se LINERs também seguem o modelo unificado, então a fração de AGNs em LINERs do tipo 2 deve ser de pelo menos 60%, já que a razão entre Seyferts 2 e Seyferts 1 na amostra ‘Palomar’ é de 1.6:1 (Ho, 2008). De fato, nas galáxias NGC 315, NGC 1052 e NGC 4261, Barth et al. (1999) detectaram a BLR escondida através da espectropolarimetria. Inclusive, nestes casos, suas morfologias no rádio revelaram jatos nos dois lados do núcleo e o ângulo da polarização é perpendicular aos jatos. Entretanto, em outros LINERs 2, a BLR

³ Na verdade, estes autores detectaram uma correlação entre a razão $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ e a dispersão de velocidades estelares na região central das galáxias. Como $L \propto \sigma^4$ (Faber e Jackson, 1976), de uma certa maneira, a razão $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ está correlacionada com a luminosidade das ETGs

parece simplesmente não existir⁴. Na seção 2.4, serão apresentados modelos para BLRs, os quais propõem que núcleos com baixas luminosidades ou baixas razões de Eddington não são capazes de formar tais regiões. Ou seja, a ausência da BLR não implica que os LINERs 2 não sejam fotoionizados por AGNs. Por isso, a detecção de ‘cores’ no rádio e no raio-x é importante para se confirmar a fonte de energia destes objetos. Em ambos os casos, é importante que as observações sejam de alta resolução e com boa sensibilidade, já que os LLAGNs possuem baixa intensidade nestas faixas do espectro e que regiões centrais de galáxias possuem fontes difusas, tanto de raios-x como em rádio.

No caso dos ‘cores’ em rádio, a proporção entre LINERs 2 e LINERs 1 (60%) é semelhante à proporção de Seyferts 2 e Seyferts 1 (Nagar et al., 2005; Ho, 2008) para todas as galáxias da amostra ‘Palomar’ classificadas como AGNs (Seyfert, LINERs e objetos de transição). Se ‘cores’ em rádio realmente são provenientes de fontes não térmicas, então ambos os tipos de LINERs possuem características de AGNs tanto quanto as Seyferts 1 e Seyferts 2. Um outro resultado interessante é que Sadler et al. (1989), em uma amostra completa de ETGs, detectaram um ‘core’ em 5 GHz em 42% da amostra, sendo que, em todas as galáxias mais brilhantes que $M_B = -18$ esta emissão está associada a processos *synchrotron* provenientes de AGNs, sendo que suas contra-partidas ópticas são classificadas como LINERs em Phillips et al. (1986). Nos ‘cores’ detectados em raios-x, a fração entre LINERs 2 e LINERs 1 também é de 60%. Segundo Ho (2008), tal proporção é consequência da diminuição da emissão nuclear em LLAGNs do tipo 2, embora parte das diferenças entre Seyferts 2 e Seyferts 1 na faixa do raio-x seja realmente devido a alta absorção (Panessa et al., 2006). Contudo, baseando-se na detecção de ‘cores’ no rádio e no raio-x, a maior parte dos LINERs 2 deve realmente estar associado a fotoionização por AGNs.

Uma das evidências de que objetos de transição sejam LINERs com contaminação de regiões H II é que galáxias que possuem objetos de transição são mais inclinadas do que LINERs (Ho et al., 2003), o que facilita a contaminação de regiões H II aos núcleos das galáxias. Outro ponto é que a luminosidade no infravermelho distante (L_{FIR}) é maior em objetos de transição do que em LINERs, além do fato de que as cores no FIR e em

⁴ A galáxia do Sombrero é um exemplo bastante discutido em Ho (2008) como sendo um LINER 2 genuíno, i.e., sem a presença de uma BLR e fotoionizado por um AGN. Entretanto, Menezes et al. (2013) mostraram que, provavelmente, a linha de H α possui uma componente larga, com largura a intensidade zero (‘full width at zero intensity’) $FWZI \sim 5120 \text{ km s}^{-1}$.

bandas largas no óptico são semelhantes entre as duas classes (Ho et al., 2003), o que indica uma maior formação estelar em objetos de transição do que em LINERs. Por outro lado, espectros obtidos com o HST de objetos de transição da amostra ‘Palomar’, cujas observações isolaram apenas a emissão nuclear, revelaram que, mesmo nesta escala, as linhas em emissão destes objetos não tendem a ter uma característica apenas de AGNs, o que seria esperado caso as hipóteses de contaminação por objetos circumnucleares ou de uma sobreposição espacial do núcleo com regiões H II fossem válidas (Shields et al., 2007; Ho, 2008). Os dados em raios-x mostram que a taxa de detecção de ‘cores’ em objetos de transição é semelhante àquelas encontradas para LINERs 2 e Seyferts 2, o que implica que deve haver fotoionização por AGNs também neste tipo de objeto. O excesso da emissão da linha de H α pode ser uma consequência de fontes de ionização não nucleares, as quais podem possuir papéis importantes não só em objetos de transição como também em LINERs, tanto do tipo 1 como do tipo 2 (Ho, 2008).

Ordenando-se os LLAGNs partindo-se dos objetos com a maior luminosidade para os menos luminosos teremos Seyferts 1, Seyferts 2, LINERs 1, LINERs 2 e objetos de transição (Ho, 2008). Basicamente, a diferença entre estes tipos de objetos ocorre em escalas nucleares (Ho et al., 2003). Galáxias Seyfert possuem densidades eletrônicas e extinção interna maiores do que LINERs. Isto implica que Seyferts possuem mais gás em suas regiões nucleares, ou seja, possivelmente possuem maior taxa de acreção do que LINERs. A baixa ionização em LINERs ($\log U \sim -3.5$) comparada com as Seyferts ($\log U \sim -2$) (ver referências em Ho 2008) sugere que a diferença entre as luminosidade de seus AGNs e também entre suas propriedades nebulares (como por exemplo, a densidade eletrônica) deve ser importante entre estes dois tipos de objetos (Ho, 2008). De fato, LLAGNs não parecem possuir as mesmas características dos AGNs de alta luminosidade. As SEDs são sistematicamente diferentes (ver figura 2.2). Outra questão é que o modelo unificado dos AGNs não parece ser aplicado à LINERs. Esta questão será discutida com mais detalhes na seção 2.4.

2.3 Emissão circumnuclear e extensa de baixa ionização

Além da emissão nuclear, algumas ETGs possuem uma emissão extensa de gás, cujas razões de linhas são típicas de LINERs (Phillips et al., 1986; Sarzi et al., 2010; Annibali

et al., 2010; Yan e Blanton, 2012). Nesta tese, as emissões circumnucleares referem-se às regiões confinadas à 100 pc do núcleo, enquanto as regiões extensas correspondem às escalas de kpc da região nuclear. A contribuição dos AGNs parece estar confinada às regiões nucleares (Eracleous et al., 2010a; Sarzi et al., 2010). Porém, estes objetos não emitem fótons ionizantes o suficiente para se explicar a emissão extensa (Eracleous et al., 2010a; Sarzi et al., 2010; Annibali et al., 2010; Yan e Blanton, 2012). Populações estelares antigas, mais especificamente estrelas do tipo pAGBs vem sendo proposta para se explicar a emissão de gás em ETGs (Ho, 2008; Stasińska et al., 2008; Eracleous et al., 2010a; Sarzi et al., 2010; Annibali et al., 2010; Yan e Blanton, 2012). Além do fato de que pAGBs emitem fótons ionizantes suficientes para se fotoionizar regiões extensas de ETGs (Binette et al., 1994), Sarzi et al. (2010) mostraram que a emissão da linha de $H\beta$ está correlacionada com o contínuo estelar e que o brilho superficial da emissão do gás decai mais lentamente do que r^{-2} , o que deixa evidente que as regiões extensas não podem ser fotoionizados apenas pelos AGNs. Embora Sarzi et al. (2010) tenham mostrado que variações do ‘filling factor’ e da estratificação da densidade do gás possam produzir perfis que se aproximam do brilho superficial do gás observado, ainda assim tais condições não são suficientes para se explicar a emissão extensa de gás em ETGs. Uma revisão mais completa sobre a emissão extensa de galáxias é apresentada em Yan e Blanton (2012)

Como as razões de linhas das regiões extensas são semelhantes aos LINERs, apenas os diagramas diagnósticos não são suficientes para se diferenciar suas fontes de fotoionização. Novos critérios devem ser levados em conta para se distinguir entre emissões de gás fotoionizadas por AGNs e por populações de pAGBs. Discutiremos brevemente este assunto na próxima seção.

2.3.1 O diagrama WHAN e critérios de classificação

Cid Fernandes et al. (2010) propuseram um diagrama diagnóstico alternativo para se classificar as galáxias utilizando suas linhas em emissão. Tal diagrama compara a razão $[N II]/H\alpha$ com a largura equivalente da linha de $H\alpha$ $EW(H\alpha)$. Este diagrama é chamado de WHAN. Galáxias com linhas em emissão muito fracas geralmente apresentam apenas as linhas de $[N II]$ e de $H\alpha$, por serem as mais intensas em LINERs. Isto possibilita analisar uma amostra muito maior de galáxias no contexto de suas linhas em emissão.

Cid Fernandes et al. (2010) transpuseram a divisão de Ke06 entre Seyferts e LINERs e, também, a divisão entre regiões H II e AGNs de Stasińska et al. (2006) (a qual é bastante semelhante à curva empírica calculada por Kauffmann et al. 2003) para o diagrama WHAN.

Posteriormente, Cid Fernandes et al. (2011) mostraram que o diagrama WHAN é capaz de separar os LINERs que são fotoionizados por AGNs daqueles que são fotoionizados por populações estelares velhas (as quais eles chamam de HOLMES de ‘hot low mass evolved stars’). Estes autores utilizaram uma amostra de galáxias obtidas com o SDSS, cuja fibra engloba 3” da galáxia. Para $z = 0.04$, que é o redshift mínimo da amostra, a fibra do SDSS engloba aproximadamente 2 kpc da região central das galáxias (supondo-se uma cosmologia Λ CDM com $\Omega_\Lambda = 0.73$, $\Omega_M = 0.27$ e $h = 0.71$). Isto implica que esta amostra extraiu informações sobre as regiões extensas. O diferencial do diagrama WHAN, neste caso, é que $EW(H\alpha)$ leva em conta a razão da linha de $H\alpha$ em emissão (sem correção do avermelhamento) com o contínuo estelar. É importante salientar que o contínuo estelar na região da linha de $H\alpha$ é representativo das HOLMES e não varia substancialmente ao longo das galáxias do tipo regiões H II, Seyferts, LINERs e sem linhas em emissão (Cid Fernandes et al., 2011). O número de fótons ionizantes provenientes das HOLMES é proporcional à intensidade do contínuo estelar nesta região do espectro. Estes autores mostraram que galáxias com $EW(H\alpha) < 3 \text{ \AA}$ devem possuir gás fotoionizados por HOLMES e as classificam como ‘retired galaxies’ (RG). Para valores de $EW(H\alpha) > 3 \text{ \AA}$ deve haver uma contribuição de AGNs ou de estrelas jovens para se explicar a emissão da linha de $H\alpha$. Tal diferenciação é importante tanto no contexto da fonte de fótons ionizantes de LINERs como na caracterização das propriedades globais de galáxias (ver Cid Fernandes et al. 2011 para exemplos).

Cid Fernandes et al. (2011) propuseram cinco classes de galáxias que podem ser identificados com o diagrama WHAN:

- Regiões H II - $\log[N \text{ II}]/H\alpha < -0.4$ e $EW(H\alpha) > 3 \text{ \AA}$;
- Seyferts (ou AGNs fortes) - $\log[N \text{ II}]/H\alpha > -0.4$ e $EW(H\alpha) > 6 \text{ \AA}$;
- LINERs (ou AGNs fracos) - $\log[N \text{ II}]/H\alpha > -0.4$ e $EW(H\alpha)$ entre 3 e 6 \AA ;
- RGs - $EW(H\alpha) < 3 \text{ \AA}$;

- Galáxias passivas (sem linhas em emissão) - $EW(H\alpha) < 0.5 \text{ \AA}$.

Tais critérios podem ser úteis para se verificar se a emissão extensa detectada em LINERs são fotoionizados por AGNs ou se são causados por HOLMES.

2.4 Regiões de linhas largas e o toro molecular e de poeira em LINERs

Na seção 2.2.1, foi comentado que alguns LINERs parecem não possuir uma BLR. Ho (2008) discutiu que alguns LINERs do tipo 2 parecem não ter um forte obscurecimento em suas regiões centrais, evidenciadas por observações no raio-x, o que indica que o toro molecular e de poeira também pode estar ausente nestes objetos. Embora alguns LINERs possuam BLR obscurecida por um toro de poeira (ver exemplos na seção 2.2.1), uma parte destes objetos não parece seguir o modelo unificado dos AGNs.

Tanto a BLR como o toro molecular de poeira podem ser formados por nuvens originadas em condensações formadas por ventos provenientes do disco de acreção do SMBH (Nicastro, 2000; Elitzur e Shlosman, 2006; Czerny e Hryniewicz, 2011). Nicastro (2000) propôs que a BLR é formada na região do disco onde a pressão de radiação e a pressão do gás são equivalentes. Neste contexto, LLAGNs com baixa L/L_{edd} não formam uma região dominada por pressão de radiação que seja termicamente instável. Tal limite é $L/L_{\text{edd}} \sim 1 - 4 \times 10^{-3}$ para M_{SMBH} na faixa de $10^6 - 10^9 M_{\odot}$. No modelo de Elitzur e Shlosman (2006), foi levado em conta que o toro deveria ter uma altura aproximadamente igual ao seu raio e que a profundidade óptica na banda V seria de $\sim 20 - 150$. Com isso, o ‘outflow’ das nuvens de gás só alcançariam tal altura com uma densidade de coluna de H compatível se estas condensações não fossem destruídas por ‘shearing’, o que requer a presença de um campo magnético nesta região. Neste caso, o toro só será sustentado se a luminosidade bolométrica do AGN for $> 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$, isto na região onde a poeira presente no toro não será sublimada pela radiação do disco de acreção. Se a luminosidade for ainda menor, a cessão do ‘outflow’ irá atingir a região ionizada, ou seja, a BLR também pode desaparecer. Em uma abordagem mais recente, Czerny e Hryniewicz (2011) propuseram um modelo onde a BLR ocorre no raio onde a temperatura do disco é da ordem da temperatura de sublimação da poeira. Tal modelo leva em conta a relação observada $R_{\text{BLR}} \propto L_{44,5100}^{\alpha}$ (Kaspi et al., 2000), onde R_{BLR} é o raio onde ocorre a BLR e $L_{44,5100}$ é a luminosidade

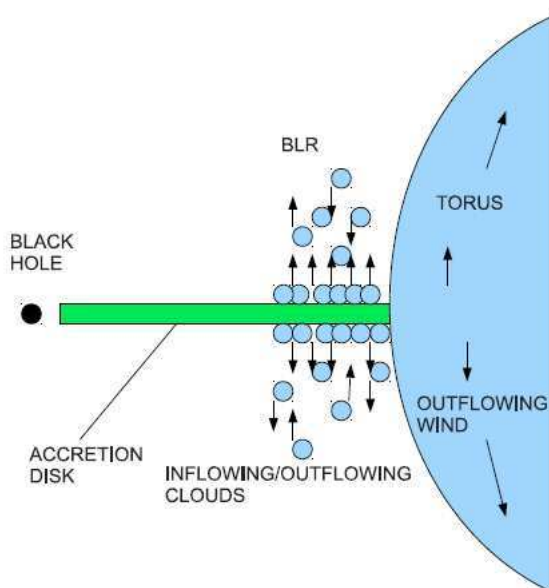


Figura 2.7: Modelo de BLRs proposto por Czerny e Hryniewicz (2011). A região onde ocorre a BLR possui uma temperatura menor do que a temperatura de sublimação da poeira. Com isso, condensações de gás são eficientemente aceleradas na direção vertical do disco até uma altura onde a radiação é capaz de destruir a poeira, o que acaba causando um ‘inflow’ destas nuvens. Isto causa uma região turbulenta, mas que possui uma assinatura kepleriana, uma vez que o disco de acreção possui essa cinemática. Note que na região onde começa o toro há apenas ‘outflow’, já que nesse ponto a radiação do disco não é mais capaz de sublimar a poeira. Nesta região, o modelo de Elitzur e Shlosman (2006) pode ser mais importante.

monocromática em 5100 \AA em unidades de $10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ (Czerny e Hryniewicz 2011 usaram $\alpha = 0.5$). Isto causa um ‘outflow’ de nuvens que, quando atingem uma certa altura, a poeira presente nesta condensação é destruída pela radiação do disco de acreção, causando um ‘inflow’ destas nuvens. A figura 2.7, retirada de Czerny e Hryniewicz (2011), mostra um esquema desta proposta. O tamanho da BLR, neste caso, cujos limites são o raio do disco onde começa a haver poeira e a posição onde começa o toro molecular (que é o mesmo raio proposto por Elitzur e Shlosman 2006) é basicamente determinado pela eficiência da acreção e, em um peso menor, pela luminosidade do AGN. Em ambos os parâmetros, os LLAGNs possuem valores mais baixos.

Os três modelos discutidos acima possuem em comum o fato de que LLAGNs não devem possuir uma BLR. No caso do modelo de Elitzur e Shlosman (2006), estes objetos também não devem conter um toro molecular. Aparentemente, as hipóteses de Elitzur e Shlosman (2006) e Czerny e Hryniewicz (2011) podem ocorrer simultaneamente no mesmo objeto. Ambos os resultados mostram que AGNs de baixa luminosidade não devem seguir

o modelo unificado, o que é compatível com os resultados de raios-x e da não detecção da BLR em alguns LINERs do tipo 2 que são claramente fotoionizados por AGNs (Ho, 2008).

2.5 Questões em aberto

Abaixo, listamos algumas questões em aberto sobre os assuntos discutidos nos dois primeiros capítulos desta tese:

- Existem galáxias massivas sem um AGN? Qual a frequência?
- Existem galáxias massivas sem um buraco negro supermassivo central?
- Qual a frequência e características da componente larga da linha de $H\alpha$ e como isto se relaciona aos outros parâmetros? Todos os LINERs possuem uma BLR e quais os seus limites?
- Como os LINERs são relacionados com o modelo unificado? O toro molecular e de poeira são universais ou eles dependem da luminosidade/razão de Eddington?
- As emissões centrais dos LINERs são sempre AGNs?
- Qual a frequência e quais as características da emissão circumnuclear?
- Como a emissão circumnuclear se relaciona com o AGN e com as propriedades da galáxia?
- Como a cinemática estelar está associada à emissão circumnuclear?
- Qual a origem do gás circumnuclear e da emissão extensa? Ele é externo ou interno à galáxia? Se é interno, a emissão é próxima a fonte de ionização (eg. estrelas pAGBs). O estudo do desacoplamento entre o momento angular das estrelas e do gás pode ser importante da obtenção da resposta.
- Como as larguras equivalentes e as razões das linhas em emissão se relacionam com a dispersão de velocidades estelar?
- Como rotores estelares rápidos/lentos estão relacionados com as emissões nuclear e circumnuclear?

- Como a metalicidade estelar se relaciona com a metalicidade do gás nuclear e circumnuclear?

Tais questões definem o contexto desta tese. Não é nossa intenção responder a todas estas questões, mas avançar no conhecimento destes temas, onde possível.

Metodologias

Neste capítulo, serão apresentadas breves revisões sobre a metodologia de tratamento e análise de cubos de dados. Estas metodologias foram desenvolvidas ao longo do mestrado e do doutorado pelo nosso grupo. Uma apresentação mais detalhada sobre os métodos discutidos abaixo pode ser encontrada em [Menezes \(2012\)](#).

3.1 Filtragem de Butterworth.

Os ruídos de alta frequência espacial do cubo de dados foram removidos utilizando-se um filtro de Butterworth ([Gonzales e Woods, 2008](#)) aplicado na transformada de Fourier de cada imagem do cubo de dados. A equação do filtro é dada por

$$H_{butterworth}(u, v) = \frac{1}{1 + \left[\sqrt{\left(\frac{u - u_c}{a}\right)^2 + \left(\frac{v - v_c}{b}\right)^2} \right]^{2n}}, \quad (3.1)$$

onde u e v são as frequências espaciais correspondentes às dimensões x e y dos cubos de dados, respectivamente, em relação às frequências u_c e v_c , a e b são as frequências de corte e n é o índice do filtro. Os parâmetros do filtro $H(u, v)$ utilizados para nove galáxias da amostra foram $n = 6$ e $a = b = 0.15 F_{NY}$, onde F_{NY} é a frequência de Nyquist das dimensões espaciais do cubo. Em NGC 4546, utilizamos $a = b = 0.20 F_{NY}$. O filtro de Butterworth possui valores próximos de 1 na região central, próximos a zero nas extremidades e é igual a 0.5 na elipse onde o semi-eixo maior e o semi-eixo menor são iguais a a e b , respectivamente. Uma subtração entre a imagem média do cubo original pela imagem média do cubo filtrado, mostrada na figura [3.1](#), revela apenas presença de ruídos de alta frequência, sem sinal de

componentes da ordem de grandeza do ‘seeing’ das imagens.

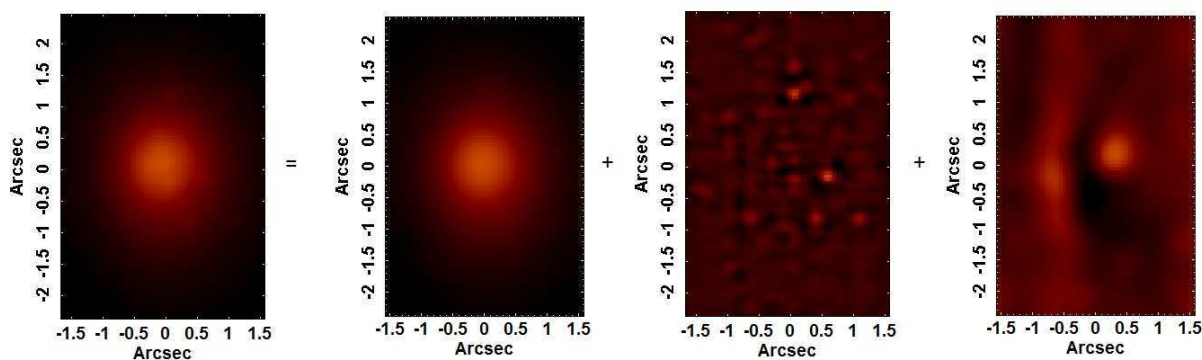


Figura 3.1: Média do cubo original é igual à média do cubo filtrado mais o ruído de alta frequência, removido com o filtro de Butterworth, mais o ‘fingerprint’ instrumental, removido com a tomografia PCA. A análise em um cubo de dados sem tais ruídos é mais precisa. Aliás, a utilização de algumas metodologias de análise utilizadas nesta tese, como a síntese de populações estelares aplicada em cada espectro dos cubos de dados, só foi possível após a remoção do ‘fingerprint’ instrumental dos cubos de dados.

3.2 Tomografia PCA - Uma breve introdução

Em astronomia, é usual coletarmos dados observacionais de um objeto por meio de imagens diretas ou através de espectroscopia. A tecnologia atual permite a obtenção simultânea de imagens e de espectros através das unidades de campo integrais. Esta técnica de observação resulta em cubos de dados, que possuem informações tanto na dimensão espacial como na dimensão espectral de um objeto. Com dezenas de milhões de pixels de dados a serem analisados, a aplicação de um método eficiente para se extrair informações relevantes de um cubo de dados é necessária. Uma opção bastante eficiente é a Tomografia PCA (Steiner et al., 2009b). Aplicações em cubos de dados no óptico (Ricci et al., 2011; Schnorr Müller et al., 2011; Menezes et al., 2010) e no infravermelho próximo (Riffel et al., 2011) têm mostrado a eficiência deste método.

O PCA é um método estatístico de análise multidimensional de dados, capaz de detectar correlações entre m parâmetros em uma amostra de n objetos de uma maneira otimizada. Isto consiste na obtenção de um conjunto de autovetores que definirá uma nova base para a amostra de objetos. Cada autovetor desta base é definido por uma combinação linear dos m parâmetros, cujos pesos fornecem uma medida direta das correlações entre eles na amostra. A construção deste conjunto de autovetores é feita de tal maneira que as

informações estatisticamente relevantes da amostra estão comprimidas em um número $l \ll m$ de autovetores.

A transformada de base que corresponde ao PCA é dada por

$$T_{\beta k} = I_{\beta\lambda} \cdot E_{\lambda k}, \quad (3.2)$$

onde $T_{\beta k}$ é conjunto de dados no novo sistema de coordenadas, $I_{\beta\lambda}$ é o mesmo conjunto de dados na base original e $E_{\lambda k}$ é o conjunto de autovetores que define a nova base. Com relação aos índices, β refere-se ao beta-ésimo objeto da amostra, k é o k-ésimo vetor da base e λ é o lambda-ésimo parâmetro dos objetos da amostra. Pode-se mostrar que a base que minimiza a perda de informações nos l autovetores é definida pelo conjunto de autovetores da matriz de covariância dos parâmetros da amostra (ver [Fukunaga 1990](#)), definida como:

$$C_{cov} = \frac{[I_{\beta\lambda}]^T \cdot I_{\beta\lambda}}{n - 1}, \quad (3.3)$$

onde n é o número total de objetos. O autovalor Λ_k , referente ao autovetor E_k , é uma medida direta da contribuição de variância que o autovetor possui no conjunto de dados. Isso significa que o primeiro autovetor corresponde à maior variância do conjunto de dados, o segundo autovetor corresponde à segunda maior variância deste conjunto e assim sucessivamente. Em outras palavras, pode-se extrair informações da amostra de uma maneira eficiente analisando-se apenas os l primeiros autovetores. Uma maneira de se definir até qual autovetor há sinal relevante é o teste de ‘scree’, que consiste em se fazer um gráfico da fração da variância dos autovetores em função do número de cada autovetor. Neste gráfico, define-se uma reta que ajusta as frações das variâncias referentes aos autovetores mais altos (ou seja, aqueles que possuem apenas ruídos). Aqueles autovetores que possuem variâncias nitidamente acima desta reta devem possuir sinais importantes para a análise da amostra (ver [Steiner et al. 2009b](#) para mais detalhes).

A Tomografia PCA consiste em aplicar a análise de componentes principais em cubos de dados. A estrutura de um cubo de dados é dada por $I_{ij\lambda}$, onde i e j correspondem às coordenadas x e y , respectivamente, da dimensão espacial do cubo e λ corresponde à dimensão espectral do cubo. Esta estrutura $I_{ij\lambda}$ é re-organizada em uma matriz bi-dimensional $I_{\beta\lambda}$ onde β é o índice referente a cada um dos pixels espaciais do cubo de dados. A matriz de covariância do cubo de dados é calculada com a equação 3.3. Os

autovetores $E_{\lambda k}$ desta matriz de covariância (também chamados de autoespectros neste caso) revelam as correlações entre os comprimentos de onda enquanto os tomogramas $T_{\beta k}$, calculados com a equação 3.2, mostram onde as correlações detectadas nos autoespectros $E_{\lambda k}$ ocorrem na dimensão espacial.

Entre os procedimentos mais úteis da Tomografia PCA estão o ‘feature enhancement’ e o ‘feature suppression’. No ‘feature enhancement’, pode-se selecionar autovetores e tomogramas correspondentes a um dado processo físico ‘A’, como por exemplo autovetores que revelem correlações entre as linhas típicas de um AGN, e construir um novo cubo de dados selecionando-se o ‘feature factor’ $\Gamma_k(A) = 1$ para os autovetores que revelam o processo físico ‘A’ e $\Gamma_k = 0$ para os demais autovetores. Para o ‘feature suppression’ o procedimento é idêntico, porém seleciona-se $\Gamma_k(B) = 0$ para autovetores que correspondem à característica que deve ser suprimida do cubo de dados original, como por exemplo defeitos instrumentais ‘B’, e $\Gamma_k = 1$ para os demais autovetores. Isso pode ser feito fazendo-se

$$I'_{\beta\lambda} = T_{\beta k} \cdot [(E_{\lambda k})_{\Gamma}]^T, \quad (3.4)$$

onde $I'_{\beta\lambda}(A)$ é a matriz bi-dimensional do cubo de dados reconstruído e $(E_{\lambda k})_{\Gamma}$ esta associado à matriz $E_{\lambda k}$, onde cada autovetor E_k é multiplicado por seu ‘feature factor’ Γ_k correspondente. Após obter-se $I'_{\beta\lambda}$, os dados são reorganizados na estrutura de cubo de dados $I'_{ij\lambda}$ para as devidas análises.

3.3 ‘Fingerprint’ instrumental: identificação e remoção

Após a remoção dos ruídos de alta frequência, os cubos de dados da amostra ainda apresentam uma assinatura instrumental de baixa frequência espacial e espectral. A figura 3.2 mostra o autovetor e o tomograma característicos do ‘fingerprint’ instrumental nos dados da galáxia NGC 1399. Para removê-la, aplicamos a técnica da Tomografia PCA em cada um dos cubos de dados da amostra. Os tomogramas deste ruído instrumental são caracterizados por faixas verticais, enquanto os autoespectros mostram uma correlação de baixa frequência entre os comprimentos de onda. Um ‘feature suppression’ desses autovetores não é indicado, pois eles também possuem correlações de alta frequência entre os compri-

mentos de onda, as quais podem estar associadas com fenômenos físicos das galáxias, como por exemplo sinais de cinemática estelar. Por isso, ajustamos um spline cúbico de baixa ordem em cada um dos autoespectros que caracterizavam o ruído, descrevendo apenas a correlação entre os comprimentos de onda que possuía baixa frequência. Utilizando-se estes ajustes como autoespectros juntamente com os tomogramas originais do ruído, fizemos um ‘feature enhancement’ da assinatura instrumental. Em outras palavras, construímos um cubo de dados apenas com o ruído de baixa frequência. O passo final foi subtrair o cubo de dados possuindo apenas o ruído de baixa frequência do cubo de dados da galáxia. Este procedimento deve ser realizado em cada um dos cubos de dados individualmente, já que as varianças dos autovetores que caracterizam este ruído variam de cubo para cubo. A figura 3.2 mostra o mesmo autovetor do cubo de dados de NGC 1399, já sem a assinatura do ‘fingerprint’ instrumental.

3.4 Correção do efeito da refração diferencial da atmosfera

O telescópio Gemini não possui um corretor de dispersão atmosférica. Por causa disso, os cubos de dados obtidos com o GMOS-IFU contém os efeitos causados pela refração diferencial da luz na atmosfera terrestre, caracterizados principalmente por deslocamentos espaciais dos objetos observados em função do comprimento de onda. Calculamos os deslocamentos de cada imagem dos cubos de dados em relação à imagem correspondente ao comprimento de onda mais vermelho utilizando as equações de Bönsch e Potulski (1998) para descrever a dispersão de cada comprimento de onda da luz na atmosfera terrestre e as equações de Filippenko (1982) para a projeção desta dispersão na dimensão espacial do cubo de dados. Com isto, foi possível deslocar cada imagem dos cubos de dados com o intuito de se minimizar os efeitos da refração diferencial da atmosfera presentes nestes dados.

3.5 Deconvolução de Richardson-Lucy

A distribuição de intensidade espacial $I(x, y)$ que se obtém em uma observação astronômica é dada pela convolução da imagem real $O(x, y)$ de um objeto pela ‘point spread function’ (PSF) mais um ruído $N(x, y)$. Em outras palavras, a resolução espacial de um

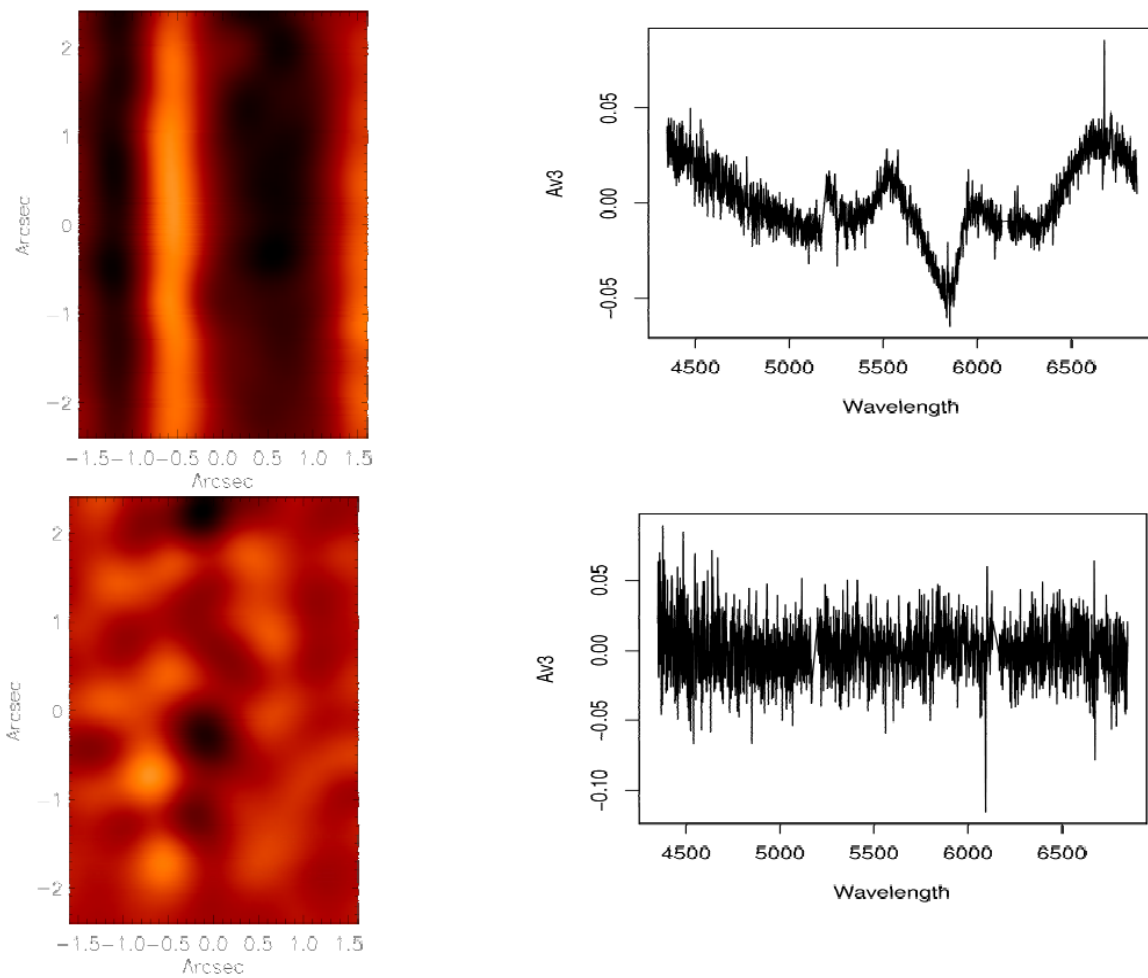


Figura 3.2: Tomogramas e autoespectros 3 da galáxia NGC 1399. Acima, vemos claramente a presença de uma assinatura de baixa frequência espectral, o ‘fingerprint’ instrumental. Abaixo, mostramos o mesmo tomograma e autovetor após a remoção do ‘fingerprint’.

objeto é degradada pela PSF, que, no caso de uma observação no óptico, é determinada principalmente por efeitos atmosféricos. Se a PSF de uma observação é bem conhecida, então é possível utilizar-se de métodos de deconvolução de imagens para se melhorar a resolução espacial das imagens observadas.

Um dos métodos de deconvolução mais utilizados na astronomia é o de Richardson-Lucy (Richardson, 1972; Lucy, 1974). Este método pode ser derivado calculando-se a probabilidade de se obter $I(x, y)$ dado $O(x, y)$, supondo-se um ruído poissoniano (Starck e Murtagh, 2002). Se a PSF da observação é dada por P , então

$$O^{n+1}(x, y) = \left[\frac{I(x, y)}{P \otimes O^n(x, y)} \otimes P^T(x, y) \right] O^n(x, y), \quad (3.5)$$

onde $O^n(x, y)$ é a imagem deconvoluída após n iterações e $P^T(x, y)$ é a PSF transposta.

Cada imagem dos cubos de dados foi deconvoluída utilizando-se a equação 3.5 com 6 iterações, supondo-se uma PSF gaussiana com FWHM igual aos valores de ‘seeing’ medidos para cada galáxia da amostra, apresentados na tabela 4.2.

3.6 Remoção de ruídos de alta frequência na dimensão espectral

Finalmente removemos ruídos de alta frequência presentes nos espectros dos cubos de dados utilizando-se um filtro de Butterworth espectral $H(k)$ dado por

$$H(k) = \frac{1}{1 + \left[\sqrt{\left(\frac{k - k_c}{l} \right)^2} \right]^{2n}}. \quad (3.6)$$

Note que a equação 3.6 é bastante semelhante à equação 3.1, porém, neste caso, o parâmetro k corresponde à frequência espectral do cubo de dados, onde l é a sua frequência de corte. Utilizamos $n = 6$ e $l = 0.40F_{NY}$ para os dados do programa de observação GS2008-B-Q-21 e com $n = 6$ e $l = 0.30F_{NY}$ para os dados do programa de observação GS2008A-Q-51.

Amostra de galáxias e observações

4.1 A amostra

Núcleos ativos de galáxias de baixa luminosidade são detectados apenas em galáxias mais próximas por causa do limite de fluxo que os telescópios conseguem observar. Como discutido na seção 2.2 do capítulo 2, há uma maior probabilidade de se encontrar LINERs em galáxias early-type com altas dispersões de velocidade estelar na região central. Com isso em mente, selecionamos uma amostra de 10 galáxias early-type no hemisfério sul, apresentadas na tabela 4.1 e nas figuras 4.1, 4.2a e 4.2b, com distâncias até 31 Mpc e dispersões de velocidade estelar mais elevadas ($> 200 \text{ km s}^{-1}$).

Desta amostra de 10 galáxias, uma delas é um LINER previamente conhecido (IC 1459), sete possuem linhas em emissão já detectadas mas não classificadas como AGNs e nas outras duas não há evidências anteriores de linhas em emissão (NGC 1399 e NGC 1404). Como a amostra não é estatisticamente completa, não é possível extrair informações estatísticas de galáxias ETGs massivas (e.g. taxas reais de detecção de AGNs nestes tipos de objetos), já que pode haver viés na escolha dos objetos.

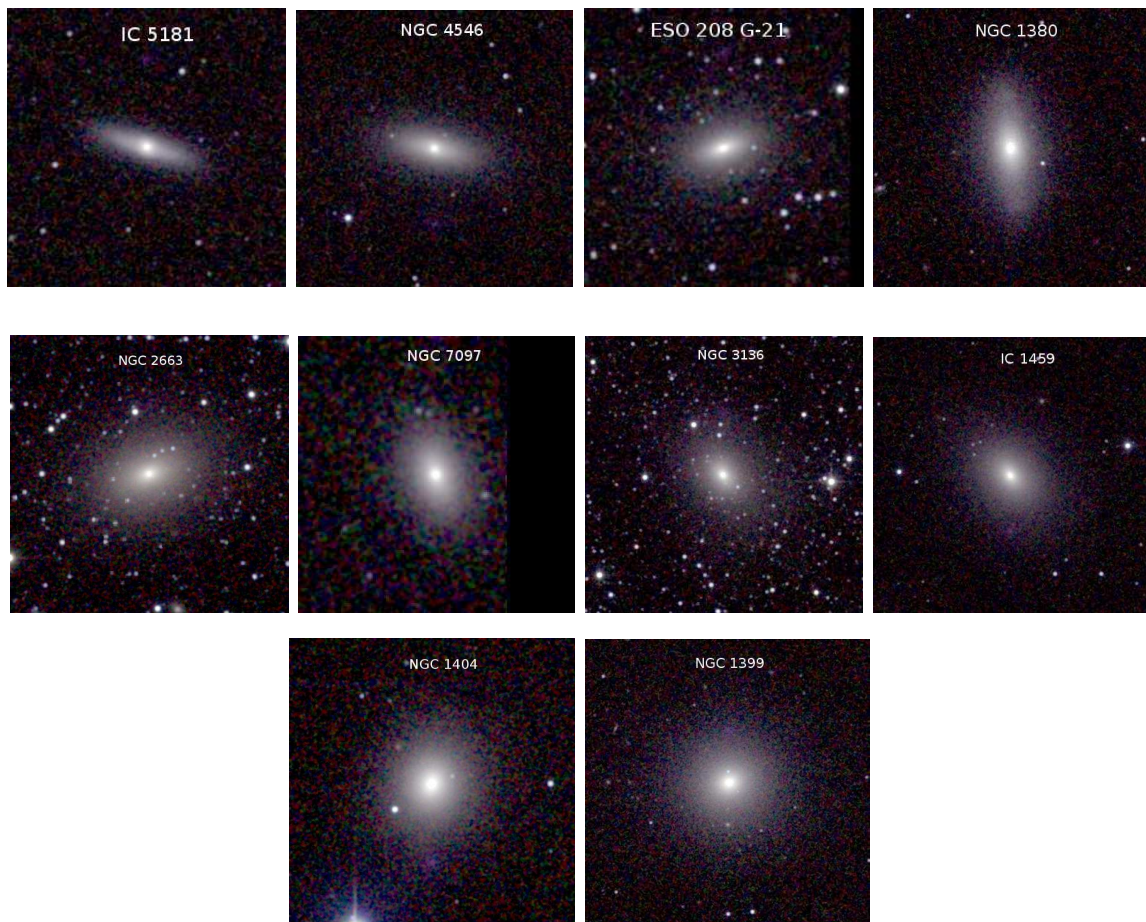


Figura 4.1: Imagens JHK das galáxias da amostra, obtidas do 2MASS.

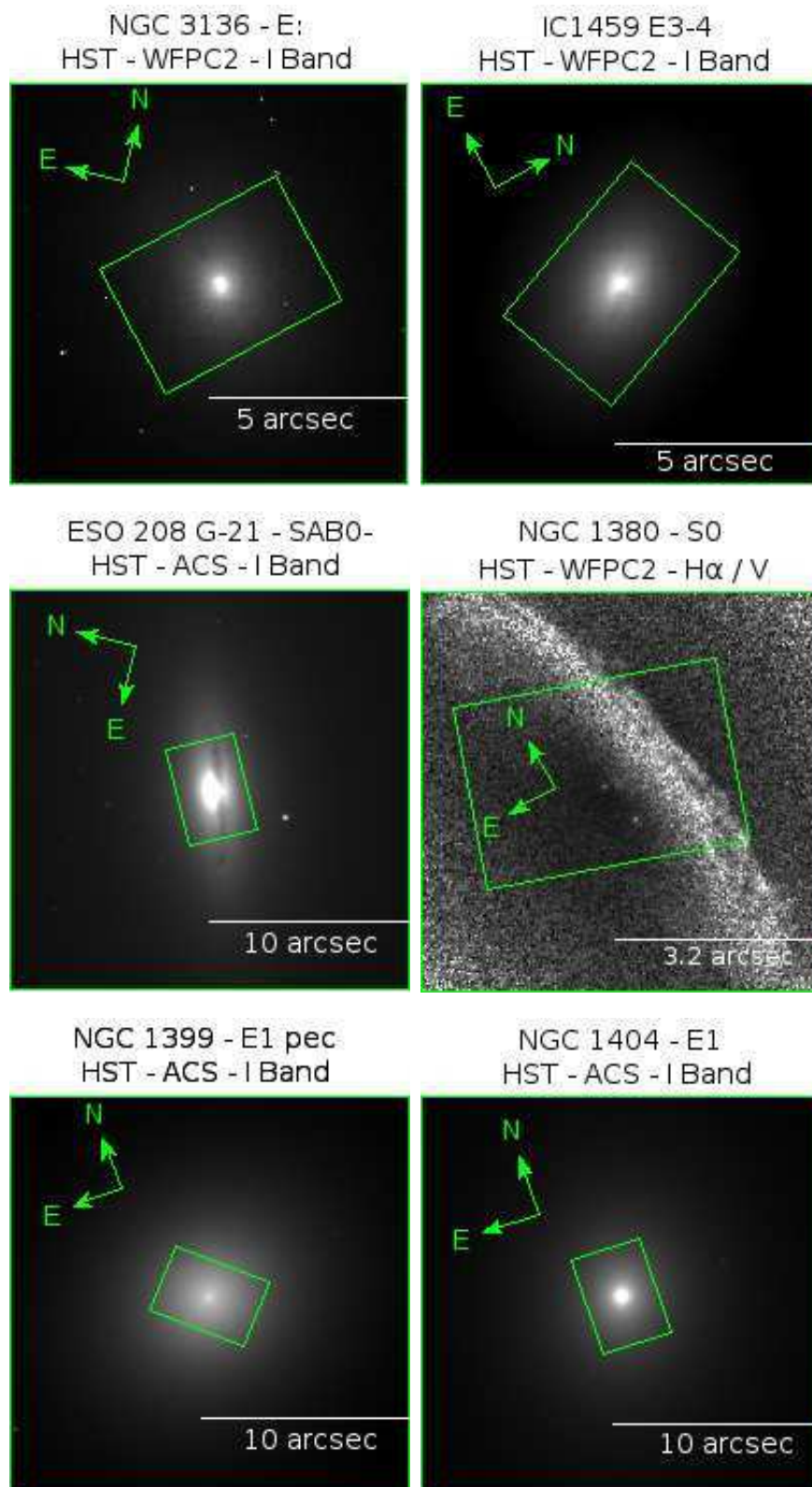


Figura 4.2a: Imagens do arquivo público do telescópio espacial Hubble de 6 galáxias da amostra. O retângulo em verde representa o campo de visada do GMOS - IFU, cujas dimensões espaciais são de $3.5'' \times 5''$.

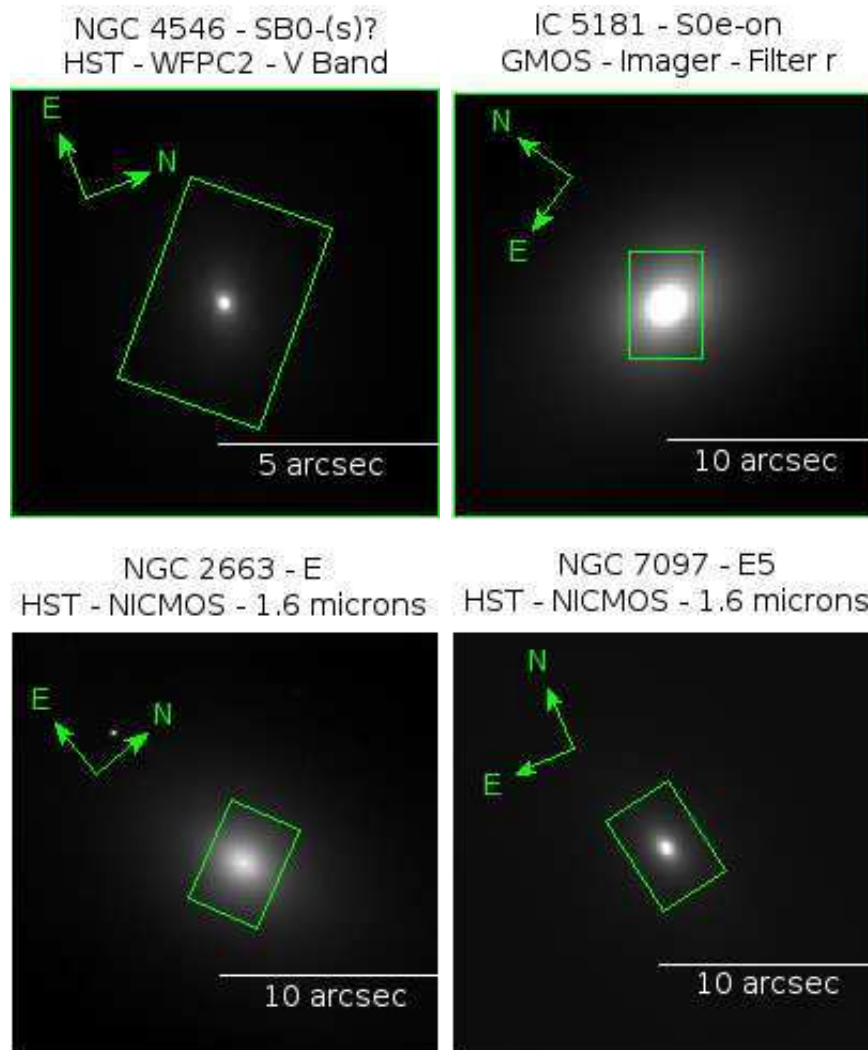


Figura 4.2b: Com exceção de IC 5181, onde é mostrada a imagem obtida com o imageador do GMOS do telescópio Gemini Sul, as imagens das galáxias são do arquivo público do telescópio espacial Hubble.

Nome	V_{hel} (km s^{-1})	Morfologia	T	R_e (arcsec)	M_K	n_s	d (Mpc)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
NGC 1399	1425	E1 pec	-5.0	40	-24.95	4.9	18±2
IC 1459	1802	E3-4	-5.0	34	-25.23	4.9	27±3
NGC 2663	2102	E	-4.6	55	-25.24	5.2	27±3
NGC 7097	2616	E5	-5.0	18	-23.70	4.0	31±1
NGC 3136	1713	E:	-5.0	37	-24.59	4.9	24±2
NGC 1404	1947	E1	-5.0	24	-24.49	3.7	19±2
IC 5181	1987	S0e-on	-2.0	11	-23.76	4.6	25±11
NGC 4546	1050	SB0-(s)?	-3.0	27	-23.71	3.6	17±4
NGC 1380	1877	S0	-2.0	40	-24.32	3.4	18±3
ESO 208 G-21	1085	SAB0-	-3.0	26	-23.18	3.6	17±3

Tabela 4.1 - Amostra de galáxias E+S0 próximas incluídas no nosso estudo. (1) - Galáxia, (2) - Velocidade radial heliocêntrica da galáxia (km s^{-1}), (3) - Morfologia, (4) - Tipo de Hubble, (5) - Raio efetivo em segundos de arco, (6) Magnitude absoluta na banda K, (7) - Índice de Sérsic na banda B e (8) - Distância em Mpc. (2), (3) e (8) foram obtidas no site ‘Nasa Extragalactic Database’ em <http://ned.ipac.caltech.edu/>, (4) e (5) - de [Vaucouleurs et al. \(1991\)](#), (6) - 2MASS ([Skrutskie et al., 2006](#)), (7) - [Prugniel e Heraudeau \(1998\)](#).

4.1.1 Observações

As 10 galáxias da amostra foram observadas com o telescópio Gemini Sul¹ (Programas GS2008A-Q-51 e GS2008-B-Q-21 - PI J.E. Steiner). Utilizamos o GMOS no modo IFU ([Allington-Smith et al., 2002](#); [Hook et al., 2004](#)) com apenas uma fenda. Neste modo, 750 micro-lentes estão localizadas no plano focal do telescópio, das quais 500 captam a luz proveniente do objeto de interesse e 250 são destinadas ao céu, ambos separados por 1 minuto de arco. As micro-lentes repartem a imagem do objeto em fatias de 0.2 segundos de arco e estão acopladas a um arranjo de fibras ópticas. Estas fibras terminam linearmente organizadas na localização nominal da fenda do espectrógrafo (pseudo-fenda). Os 750 espectros são alinhados horizontalmente em 3 CCDs. O produto final é um cubo de dados, com duas dimensões espaciais abrangendo um campo de 3.5” x 5” e uma dimensão espectral. Com os cubos de dados, é possível a construção de imagens em uma faixa específica de comprimento de onda ou a extração de espectros de diferentes regiões do

¹ Based on observations obtained at the Gemini Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under a cooperative agreement with the NSF on behalf of the Gemini partnership: the National Science Foundation (United States), the National Research Council (Canada), CONICYT (Chile), the Australian Research Council (Australia), Ministério da Ciência, Tecnologia e Inovação (Brazil) and Ministerio de Ciencia, Tecnología e Innovación Productiva (Argentina).

Galáxia	“Seeing” (arcsec)	Obs time	Programa	Rede	Resolução (Å)	Faixa (Å)	Escala espacial (pc/segundo de arco)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
NGC 1399	1.14	Aug 4 2008	GS-2008B-Q-21	B600 - G5323	1.8	4228 - 7121	88
IC 1459	0.70	Aug 3 2008	GS-2008B-Q-21	B600 - G5323	1.8	4228 - 7121	130
NGC 2663	0.84	Feb 3 2008	GS-2008A-Q-51	R831 - G5322	1.3	4735 - 6806	130
NGC 7097	1.05	Jul 31 2008	GS-2008B-Q-21	B600 - G5323	1.8	4228 - 7121	150
NGC 3136	0.69	Feb 6 2008	GS-2008A-Q-51	R831 - G5322	1.3	4735 - 6857	116
NGC 1404	1.02	Aug 5 2008	GS-2008B-Q-21	B600 - G5323	1.8	4231 - 7120	92
IC 5181	0.79	Aug 3 2008	GS-2008B-Q-21	B600 - G5323	1.8	4234 - 7105	122
NGC 4546	0.71	Feb 17 2008	GS-2008A-Q-51	R831 - G5322	1.3	4736 - 6806	82
NGC 1380	0.76	Aug 7 2008	GS-2008B-Q-21	B600 - G5323	1.8	4228 - 7121	88
ESO 208 G-21	0.99	Feb 3 2008	GS-2008A-Q-51	R831 - G5322	1.3	4734 - 6806	82

Tabela 4.2 - Descrição das observações. (1) - Nome da galáxia, (2) - ‘Seeing’ das observações em segundos de arco, (3) - Data da observação, (4) - Programa do Gemini para as observações, (5) - Rede de difração utilizada na observação, (6) - Resolução espectral em Å, (7) - Faixa espectral observada em Å, (8) - Escala espacial em pc/segundo de arco.

espaço observado. Os pixels espaciais de um cubo de dados são chamados de ‘spaxels’. No programa GS2008-B-Q-21, utilizamos a rede B600-G5323, com o comprimento de onda central da observação em 5650 Å. Os espectros cobrem uma faixa de 4228 - 7120 Å e possuem uma resolução de 1.8 Å (FWHM), calculado com a linha do céu de O I em 5577 Å. No programa GS2008A-Q-51, utilizamos a rede R831-G5322, com o comprimento de onda central em 5800 Å. A faixa espectral é de 4736 - 6806 Å, com uma resolução de 1.3 Å, também calculada com a linha de céu de O I em 5577 Å. As observações são sumarizadas na tabela 4.2.

Exposições de ‘flat field’ (lâmpada e ‘twilight’), imagens de ‘bias’ e espectros da lâmpada de CuAr foram obtidos para as devidas reduções e calibrações dos cubos de dados da amostra. Para as calibrações espectro-fotométricas, foram observadas as estrelas LTT 9239 (no caso do programa GS2008-B-Q-21) e EG 21 (programa GS2008A-Q-51). Os valores de ‘seeing’ de cada uma das galáxias foram medidos nas imagens obtidas com o imageador do GMOS no filtro r (SDSS system) e são mostrados na tabela 4.2.

4.2 Redução dos dados

As reduções dos dados foram feitas utilizando-se o pacote padrão do Gemini para o IRAF². Os primeiros passos são a aplicação de máscaras de ‘bad pixels’ em cada um dos 3 CCDs e subtrações de ‘bias’ e de ‘background’. Logo após, são identificadas as posições das fibras nos detectores utilizando-se as exposições da lâmpada de ‘flat field’. Os espectros da lâmpada de ‘flat field’ de cada fibra são extraídos, divididos pelo espectro médio de todas as fibras da lâmpada e multiplicados pelos espectros colapsados em cada fibra das exposições do ‘twilight flat field’. Isso produz um ‘master flat field’ capaz de corrigir a diferença de resposta entre cada fibra e de remover padrões de alta frequência na direção espectral. Depois disso, foram extraídos os espectros da lâmpada de CuAr para a calibração em comprimento de onda. Em seguida foram removidos os raios cósmicos utilizando-se o programa LACOS ([van Dokkum, 2001](#)). Logo após, os espectros do objeto são extraídos, divididos pelo ‘master flat field’, calibrados em comprimento de onda e subtraídos do céu, resultando em um arquivo FITS contendo 500 espectros, cada um correspondente a uma diferente posição espacial do objeto.

As estrelas padrões passam pelo mesmo processo de redução descrito acima. Após a subtração do céu, obtém-se um espectro representativo da estrela, que pode ser a soma ou a média dos espectros de cada fibra do IFU. Este espectro representativo é comparado com um arquivo, presente na base de dados do IRAF, contendo a informação do fluxo espectrofotométrico da estrela padrão em questão. Com isto, obtém-se a função de sensibilidade dos CCDs, a qual é aplicada em cada um dos 500 espectros para a calibração em fluxo das observações.

Finalmente, os cubos de dados das galáxias são construídos com uma amostragem espacial de 0.05 segundos de arco por pixel, resultando em um campo de visada de 66 x 98 spaxels.

² IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy (AURA) under cooperative agreement with the National Science Foundation.

Tomografia PCA e atividade nuclear

Uma das dicotomias mais controvertidas relacionadas com os LINERs é o da emissão nuclear versus a emissão circumnuclear e a emissão extensa. Por um lado, está claro que a emissão nuclear é majoritariamente associada a AGNs (Ho, 2008). Não está claro se há exceções e qual seria a natureza delas. Por outro lado, a emissão extensa, circumnuclear ou mais além, parece existir na maioria das galáxias massivas (Phillips et al., 1986). Está claro, também, que muitos núcleos não emitem fótons ionizantes suficientes para ionizar esse gás (Kim, 1989; Eracleous et al., 2010a). Ideias e modelos alternativos têm sido desenvolvidos; o mais popular é o de estrelas quentes pós-AGB (Binette et al., 1994; Cid Fernandes et al., 2011). Esse modelo prevê que a largura equivalente de $H\alpha$ seja constante, isto é, o fluxo de $H\alpha$ deve ser proporcional ao contínuo estelar. Isto, de fato, tem sido observado, pois a distribuição de larguras equivalentes de $H\alpha$ tem mostrado um pico em 0.8 - 1 Å, cuja natureza é interpretada como ionização por pAGBs (Cid Fernandes et al., 2011). A constância da largura equivalente de $H\alpha$ é uma demonstração convincente que a emissão extensa tem origem associada à população estelar, provavelmente velha. Não prova, no entanto, que a ionização seja produzida por estrelas pAGBs. É possível que outras populações possam contribuir também.

Neste contexto, seria muito interessante estudar, entre outras coisas, a emissão nuclear e, ao mesmo tempo, a circumnuclear das mesmas galáxias em grande detalhe e ver possíveis conexões ou diferenças entre ambas. Foi com esse objetivo que preparamos nossa amostra e observamos o núcleo e sua vizinhança com grande sinal/ruído e excelente amostragem espacial.

Neste capítulo mostramos que as galáxias com linhas em emissão previamente conhe-

cidas mostram, ao mesmo tempo, a emissão nuclear sob a forma de um AGN e, também, emissão circumnuclear, sob a forma de discos de gás ionizado, com uma possível exceção, na qual a emissão parece ter uma estrutura mais complexa. Para este estudo usamos uma técnica recentemente desenvolvida pelo nosso grupo, a Tomografia PCA. Nos capítulos seguintes analisamos a mesma amostra com metodologias tradicionais e mostramos semelhanças e diferenças entre os resultados das aplicações das distintas metodologias.

5.1 O caso de IC1459 - um LINER conhecido

A galáxia elíptica IC 1459 foi incluída nesta amostra como um corpo de teste para a detecção de fenômenos físicos através da Tomografia PCA. Trata-se de um LINER conhecido e já estudado com algum detalhe (Phillips et al., 1986; Annibali et al., 2010). Esta galáxia é membro de um grupo esparsa que contém várias galáxias espirais. Sparks et al. (1985) detectaram uma faixa de poeira na direção sudoeste do núcleo. Em uma imagem V-I do telescópio espacial Hubble (HST), Carollo et al. (1997) confirmaram a presença de poeira na região central da galáxia, com uma estrutura tipo ‘disco’. Na mesma região, eles encontraram uma fonte azul puntiforme. Franx e Illingworth (1988) detectaram um ‘core’ estelar em contra-rotação com a região externa da galáxia, alinhado com o semi eixo maior (P.A. $\sim -146^\circ$; Verdoes Kleijn et al. 2000)¹. IC 1459 possui um disco de gás em corrotação com a região externa da galáxia (Franx e Illingworth, 1988; Verdoes Kleijn et al., 2000; Cappellari et al., 2002), com um P.A. $\sim 34^\circ$, medido em uma imagem da emissão das linhas de $H\alpha + [N II]$ obtida com o HST (Verdoes Kleijn et al., 2000). As razões das linhas em emissão na região do óptico são típicas de LINERs (Phillips et al., 1986; Annibali et al., 2010). As características em raios-x (Fabbiano et al., 2003; González-Martín et al., 2009), a detecção de uma fonte compacta em rádio (Slee et al., 1994) e a fonte azul puntiforme encontrada por Carollo et al. (1997) indicam que, na região nuclear, este LINER deve ser fotoionizado por um AGN.

Aplicamos a Tomografia PCA no cubo de dados da galáxia IC 1459 na faixa espectral entre 4325 Å e 6800 Å. A imagem colapsada e a soma de todos os espectros do cubo de dados

¹ Os ângulos de posição (P.A., de ‘position angle’) nesta tese variam de -180° até 180° . O P.A. tem sua origem no norte e cresce no sentido anti-horário até a componente cinemática em ‘redshift’. As medidas obtidas na literatura são apresentadas de acordo com a definição acima.

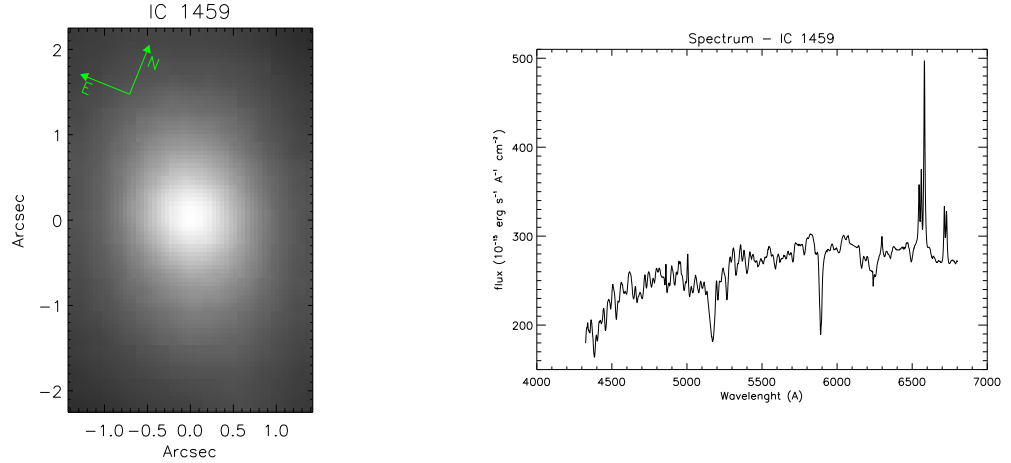


Figura 5.1: Imagem colapsada e soma de todos os espectros do cubo de dados de IC 1459.

da galáxia IC 1459 são apresentados na figura 5.1. A intenção é verificar até que ponto a Tomografia PCA é capaz de detectar os fenômenos físicos que ocorrem na região central desta galáxia e que foram descritos em trabalhos anteriores. Os três primeiros autovetores são apresentados na figura 5.2. Os autovalores correspondentes a estes autovetores são mostrados na tabela 5.1. O teste de ‘scree’ referente a estes autovalores são apresentados na figura 5.3.

O primeiro autoespectro revelou correlações entre o contínuo e linhas estelares em absorção. Linhas em emissão também estão correlacionadas espacialmente com as características estelares. Seu respectivo tomograma mostrou a estrutura estelar central de IC 1459. Podemos ver que o autovetor e o tomograma 1 são, respectivamente, muito semelhantes ao cubo médio visto espacial e espectralmente. Isto mostra a grande redundância existente neste tipo de cubo de dados. No caso de IC 1459, o autovetor 1 explica aproximadamente 98% da variância (ver tabela 5.1). No caso da amostra, todos os primeiros autovetores revelaram o mesmo fenômeno, sempre com variâncias maiores do que 98%.

No segundo autovetor, cuja variância é de aproximadamente 1.65%, foram observadas correlações entre os comprimentos de onda que correspondem às linhas em emissão de $H\beta$, $[O\ III]\lambda\lambda 4959; 5007$, $[N\ I]\lambda\lambda 5198; 5200$, $[O\ I]\lambda\lambda 6300; 6363$, $H\alpha + [N\ II]\lambda\lambda 6548; 6583$ e $[S\ II]\lambda\lambda 6716; 6731$. Estas correlações indicam um autoespectro que se assemelha em muito ao espectro de um LINER. Em especial, as correlações relativas entre as linhas de $[O\ III]$ e $H\beta$, por um lado, e das linhas de $[O\ I]$, $[S\ II]$ e $[N\ II]$ com $H\alpha$ são surpreendentemente

semelhantes ao espectro de um LINER.

As linhas interestelares de Na I $\lambda\lambda 5890; 5896$ também estão fracamente correlacionadas ao espectro do LINER, supondo que existe gás interestelar entre o AGN e o observador. O tomograma 2 revela uma forte correlação na região central associada às linhas em emissão. Isto indica a localização do AGN que, neste caso, está centrado na galáxia.

O terceiro autovetor revelou anti-correlações entre as asas vermelhas e as azuis de todas as linhas em emissão. No tomograma, estas correlações estão em regiões distintas, quase simétricas com relação ao AGN. Nós interpretamos esta estrutura como sendo um disco de gás ionizado. Esta interpretação é semelhante à proposta para NGC 4736 (Steiner et al., 2009b), NGC 7097 (Ricci et al., 2011) e M 81 (Schnorr Müller et al., 2011). No caso de IC 1459, este disco já foi descrito por outros autores (Franx e Illingworth, 1988; Verdoes Kleijn et al., 2000; Cappellari et al., 2002).

É interessante notar que no terceiro autovetor não só as linhas em emissão apresentam características cinemáticas de disco. As linhas atmosféricas estelares também apresentam características semelhantes. Entretanto, neste caso, o disco está claramente em contra-rotação com relação ao gás. Basta ver que no autovetor 3 da figura 5.2, as asas vermelhas das linhas de Na I, por exemplo, estão correlacionadas com a asa vermelha da linha de [N II] $\lambda 6583$. No entanto, a linha de Na I está em absorção, portanto indica uma cinemática oposta à de [N II]. Daí a conclusão de que a componente estelar e gasosa estão em contra-rotação.

Os resultados de IC 1459 mostraram que a Tomografia PCA aplicada ao cubo de dados dessa galáxia foi capaz de detectar o LINER e as rotações do disco de gás e do ‘core’ estelar. Isso qualifica a Tomografia PCA para a detecção de fenômenos cinemáticos, tanto para o gás como para as estrelas, e para isolar a componente do gás das componentes estelares, permitindo um estudo mais preciso das linhas em emissão das galáxias da amostra.

Embora o teste de ‘scree’ tenha revelado que há sinal nesta galáxia até o autovetor 12, não foi possível interpretar os autovetores além do terceiro devido à complexidade de seus resultados. Aliás, a única galáxia onde interpretamos além do terceiro autovetor da Tomografia PCA aplicada na faixa espectral entre 4325 Å e 6800 Å foi NGC 7097, cujos resultados e análises são apresentados em Ricci et al. (2011), presente no apêndice B desta tese.

O fato de o mesmo autovetor detectar a cinemática estelar e também a gasosa mostra que é necessário muita cautela numa análise. Para tornar esta metodologia mais precisa, vamos analisar a componente gasosa e a estelar separadamente. Faremos isto na seção 5.3.

5.2 O AGN: Autovetores 2

Aplicamos a Tomografia PCA nos cubos de dados das outras 9 galáxias da amostra na faixa espectral entre 4325 Å e 6800 Å. Em todas as oito galáxias conhecidas previamente por terem linhas em emissão, o autovetor 2 mostrou características típicas de AGN, como pode ser visto na figura 5.4. Em todos os casos, as linhas de [N II], H α e [S II] estão presentes com correlações típicas que lembram LINERs. Apenas em ESO 208 G-21, as linhas de H β e [O III] não têm intensidade suficiente para superar o ruído. Em quatro objetos, as linhas de [O I] são bastante intensas, ao passo que nos outros quatro objetos tais linhas são fracas, porém detectáveis. Os tomogramas mostraram que as projeções dos segundos autoespectros destas 8 galáxias resultaram em objetos puntiformes. Nas figuras 5.5a e 5.5b, os tomogramas referentes aos segundos autoespectros das galáxias da amostra são apresentados em verde. Os autovalores dos 3 primeiros autovetores de cada galáxia da amostra são apresentados na tabela 5.1.

Nas galáxias ESO 208 G-21, NGC 1380, IC 5181, NGC 4546 e NGC 7097, a parte vermelha do contínuo está correlacionada com as linhas em emissão no autoespectro 2. Isto indica que o autovetor 2 aplica uma “correção” sobre o autovetor 1, que tem uma característica espectral vermelha. Há três possíveis explicações para isto: 1 - o AGN tem um ‘featureless continuum’ intrinsecamente vermelho, isto é, mais vermelho do que a população estelar nuclear nesta faixa espectral. 2 - O ‘featureless continuum’ é intrinsecamente mais azul, porém avermelhado (e.g. extinção por poeira) ao longo da linha de visada. 3 - Existe uma população estelar nuclear mais avermelhada do que a população estelar circumnuclear. A alternativa 3 nos parece menos plausível, ao passo que as alternativas 1 e 2 parecem ser as mais favoráveis.

A galáxia NGC 3136 apresentou um resultado peculiar neste autoespectro e será melhor discutido na seção 5.4.

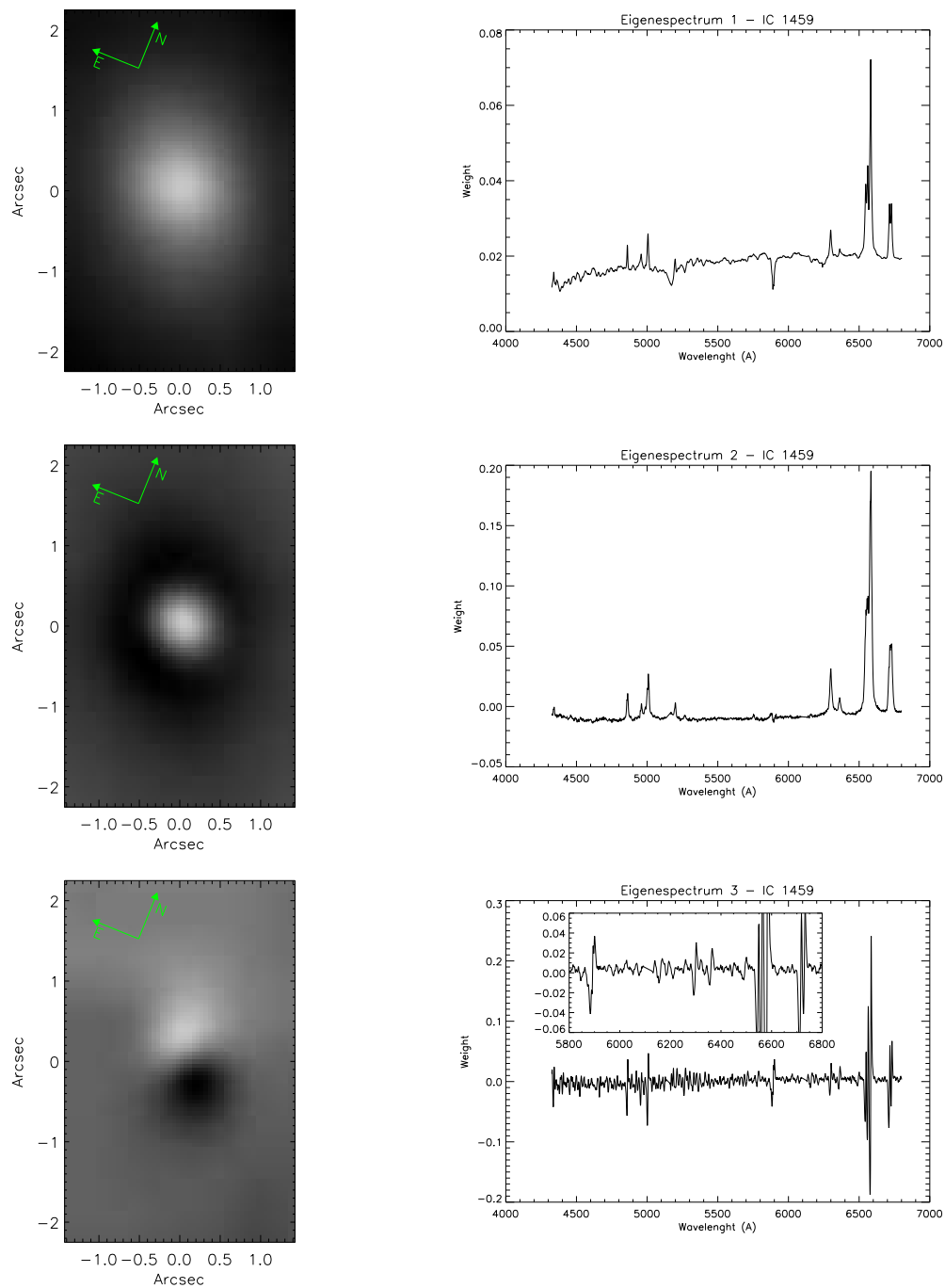


Figura 5.2: Autovetores e tomogramas 1-3 do cubo de dados de IC 1459.

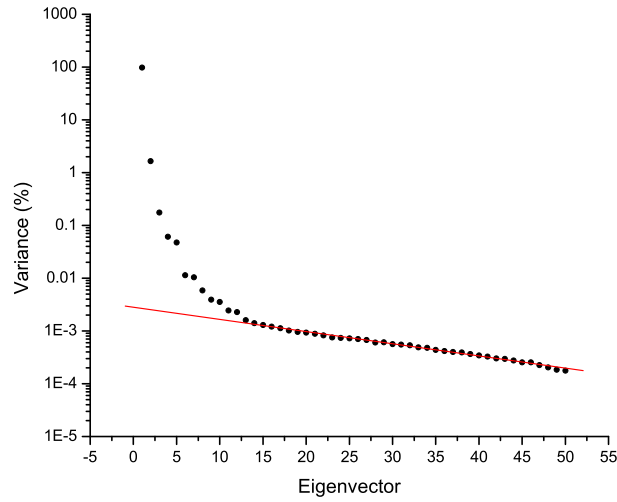


Figura 5.3: Teste de ‘scree’ da Tomografia PCA aplicada ao cubo de dados da galáxia IC 1459. Segundo este teste, a Tomografia PCA detectou sinal nos 12 primeiros autovetores. Deste autovetor em diante, os tomogramas e autoespectros correspondem à ruídos do cubo de dados da galáxia.

Galáxia	Λ_1 (%)	Λ_2 (%)	Λ_3 (%)
ESO 208 G-21	99.385	0.397	0.123
IC 1459	97.998	1.653	0.175
IC 5181	99.666	0.184	0.068
NGC 1380	99.505	0.361	0.050
NGC 2663	98.565	0.942	0.062
NGC 3136	99.666	0.107	0.047
NGC 4546	99.654	0.197	0.066
NGC 7097	99.497	0.379	0.073

Tabela 5.1 - Autovalores correspondentes aos autoespectros 1, 2 e 3 do PCA aplicado na faixa espectral entre 4325 Å e 6800 Å. Em todos os casos, os primeiros autovetores correspondem aos espectros médios dos cubos de dados, explicados basicamente pela luz proveniente das estrelas na região central das galáxias da amostra. A figura 5.2 mostra o autoespectro e o tomograma 1 referentes à galáxia IC 1459. Nesta tabela, vemos que os primeiros autovetores possuem variâncias da ordem de 99%. Os autovalores correspondentes aos segundos autoespectros possuem variâncias menores do que 1%, com exceção de IC 1459. Apesar disso, os segundos autovetores correspondem aos AGNs em oito galáxias da amostra. Os terceiros autovetores, com variâncias menores do que 0.2%, estão relacionados às cinemáticas do gás e estelares das galáxias. Apenas o caso de IC 1459 é apresentado na figura 5.2. É interessante notar que, mesmo com uma variância muito pequena, é possível extrair informações importantes dos cubos de dados com a técnica da Tomografia PCA.

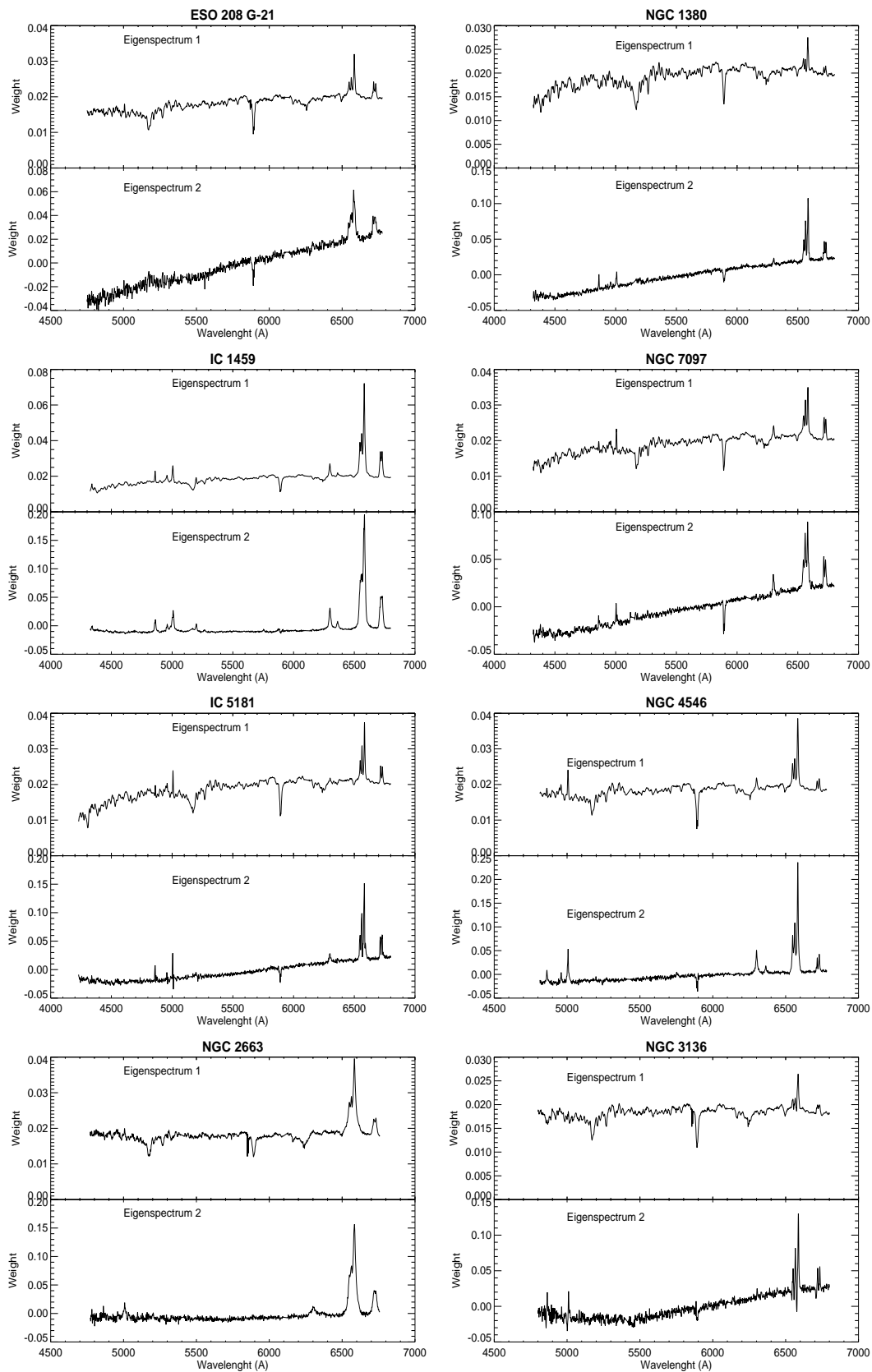


Figura 5.4: Primeiros e segundos autoespectros resultantes da Tomografia PCA aplicado em toda a faixa espectral de cada cubo de dados. O primeiro autovetor é, em geral, semelhante ao espectro médio do cubo de dados. Nos segundos autoespectros, a componente de gás é eficientemente isolada da luz estelar, permitindo uma análise mais precisa das linhas em emissão do núcleo das galáxias.

5.2.1 Classificação dos AGNs

A classificação de AGNs em Seyferts, LINERs ou objetos de transição é feita através da razão de fluxos das linhas em emissão no óptico. Os autoespectros 2 das oito galáxias da amostra revelaram as linhas em emissão correspondentes a uma emissão puntiforme localizada nos centros destes objetos. Entretanto, autoespectros são gráficos que mostram as correlações entre os comprimentos de onda. Em outras palavras, não é adequado classificar AGNs de galáxias através da razão entre as correlações. No entanto, como visto para IC 1459, que é um LINER previamente conhecido, as correlações existentes nos comprimentos de onda das principais linhas em emissão lembram claramente os espectros de LINERs. Apenas para dar um exemplo, em todos os oito objetos cujos autovetores 2 estão mostrados na figura 5.4, a razão entre as correlações $[N II]\lambda 6584/H\alpha > 1.2$. Os três primeiros autovalores de todos os objetos mostrados na figura 5.4 estão listados na tabela 5.1.

A questão relativa à classificação dos AGNs será retomada nos próximos capítulos, em maior detalhe.

5.2.2 A não detecção de AGNs em NGC 1399 e NGC 1404

A Tomografia PCA aplicada nas galáxias NGC 1399 e NGC 1404 não detectou quaisquer sinais de linhas em emissão em seus respectivos cubos de dados. Este resultado não exclui a possibilidade destas galáxias possuírem linhas em emissão. Na verdade, será mostrado no capítulo 6 que as linhas de $[N II]+H\alpha$ estão presentes em ambos os objetos. Uma hipótese é que a variância das linhas em emissão seja da mesma ordem da variância dos ruídos que dominam os cubos de dados. Isto é evidenciado no capítulo 6, onde será mostrado que a extração de informação das linhas de $[N II]+H\alpha$ foi bastante complicada, já que é difícil definir uma origem para as medidas dos fluxos destas emissões devido ao ruído elevado nos espectros de gás destas galáxias.

5.3 Tomogramas das cinemáticas do gás e estelares

Na galáxia IC 1459, as cinemáticas das componentes de gás e estelar estão correlacionadas no autovetor 3 da Tomografia PCA aplicado na faixa entre 4825 Å e 6800 Å. É conveniente que ambas as componentes apareçam em análises PCA distintas. Assim, apli-

camos a Tomografia PCA na região espectral delimitada por 6250 Å e 6800 Å (daqui em diante, região vermelha dos cubos de dados) para detectar apenas a cinemática da componente de gás, já que esta região é dominada pelas linhas em emissão de [O I] $\lambda\lambda$ 6300; 6363, H α + [N II] $\lambda\lambda$ 6548; 6583 e [S II] $\lambda\lambda$ 6716; 6731. Para a cinemática da componente estelar, a Tomografia PCA foi aplicada na região do espectro entre 5100 Å e 6200 Å (região amarela do cubo de dados, daqui em diante), dominada pelas linhas em absorção das populações estelares e pela linha interestelar do Na I $\lambda\lambda$ 5890; 5896.

A Tomografia PCA aplicada na região vermelha dos cubos de dados revelou sinais de cinemática de gás em 7 galáxias da amostra, além de IC 1459. Nos autoespectros, são detectados anticorrelações entre as asas vermelhas e azuis nas linhas em emissão de [O I] $\lambda\lambda$ 6300; 6363, H α + [N II] $\lambda\lambda$ 6548; 6583 e [S II] $\lambda\lambda$ 6716; 6731. A figura 5.6 mostra estes autoespectros para as galáxias IC 1459 e ESO 208 G-21. Na figura 5.5b, mostramos o mesmo autoespectro para NGC 2663; na figura 5.9 para NGC 3136. Seus respectivos tomogramas são caracterizados por uma estrutura bipolar, com cada polo anti-correlacionado entre si. Nas figuras 5.5a e 5.5b, os polos vermelhos nos tomogramas referem-se às projeções das asas vermelhas das linhas em emissão nos autoespectros enquanto os polos em azul são as projeções das asas azuis destas mesmas linhas em emissão. Isto significa que, em relação aos núcleos das galáxias, as componentes vermelhas dos tomogramas estão em ‘redshift’ enquanto as componentes azuis estão em ‘blueshift’. Os ângulos de posição das estruturas bipolares, apresentados na tabela 5.3, foram medidos utilizando-se o método de ajuste de ângulo de posição da cinemática global descrito em [Krajnović et al. \(2006\)](#). Embora este método tenha sido desenvolvido para aplicações em mapas cinemáticos, a aplicação deste método no tomograma referente à cinemática do gás de IC 1459 resultou em um P.A. $\sim 33^\circ$, compatível com o valor do ângulo de posição do disco de gás encontrado por [Verdoes Kleijn et al. \(2000\)](#). Os ângulos de posição são medidos supondo-se que os centros cinemáticos das componente do gás das galáxias estejam localizados nas mesmas posições dos AGNs, as quais foram estimadas com os centroides dos objetos puntiformes detectados nas imagens das linhas de [O I] λ 6300. O motivo de se usar a linha de [O I] é que ela é unicamente produzida em zonas parcialmente ionizadas, as quais são mais extensas em AGNs, quando comparada com regiões H II ([Osterbrock e Ferland, 2006](#)). Conseqüentemente, a emissão desta linha está limitada à região nuclear das galáxias, o que torna a imagem bi-

dimensional da linha de [O I] uma boa referência da posição do AGN. Em analogia com a galáxia IC 1459, propomos que discos de gás estão presentes na região interna de 6 galáxias da amostra. Na galáxia NGC 3136, há dois autoespectros com assinaturas cinemáticas da componente de gás e ambos os tomogramas possuem características distintas em relação às outras galáxias da amostra. Este caso será discutido com mais detalhes na seção 5.4. As galáxias NGC 1399 e NGC 1404 não apresentaram sinais de linhas em emissão também neste procedimento.

Na Tomografia PCA aplicada na região amarela dos cubos de dados, detectamos sinais de cinemática correspondente a um disco estelar em 7 galáxias da amostra, além de IC 1459. Neste caso, as asas vermelhas e azuis das linhas estelares e da linha interestelar do Na I $\lambda\lambda$ 5890; 5896 estão anti-correlacionadas entre si. Assim como no caso da cinemática do disco de gás, os tomogramas são caracterizados por uma estrutura bipolar e são apresentados nas figuras 5.5a e 5.5c da mesma maneira que foi descrita no parágrafo anterior. Os ângulos de posição destas estruturas bipolares nos tomogramas são apresentados na tabela 5.3. Também neste caso, supomos que o centro cinemático das componentes estelares das galáxias estão localizados nas mesmas posições dos AGNs, com exceção de NGC 1404, onde supomos que o centro cinemático é a região central do bojo dado pelo tomograma 1 da Tomografia PCA aplicada na região amarela (ver figura 5.5c). Estes resultados devem indicar que nestas 6 galáxias, há uma componente estelar rotacionando em torno de seus respectivos núcleos. Nas galáxias NGC 1399 e NGC 2663, não foram encontrados quaisquer sinais de rotação estelar.

Partindo-se da hipótese de que 6 galáxias possuem discos de gás e uma componente estelar em rotação, encontramos que essas duas componentes estão em corrotação nas galáxias NGC 1380 e ESO 208 G-21 e em contra-rotação nas galáxias IC 1459 e NGC 7097. Em NGC 4546 e em IC 5181, as duas componentes rotacionam em planos distintos.

5.4 O caso de NGC 3136

A galáxia NGC 3136 revelou resultados peculiares em relação às outras galáxias da amostra. O autoespectro 2, resultante da Tomografia PCA aplicado entre 4825 Å e 6800 Å e apresentado nas figuras 5.4 e 5.7, revelou uma anti-correlação entre as asas vermelhas e as asas azuis das linhas em emissão. Entretanto, seu respectivo tomograma, também

Galáxia	$\Lambda_{cin\ gas}$ (%)	$\Lambda_{cin\ estelar}$ (%)
ESO 208 G-21	0.19	0.08
IC 1459	0.38	0.04
IC 5181	0.19	0.02
NGC 1380	0.18	0.01
NGC 1399		< 0.01
NGC 1404		0.003
NGC 2663	0.05	< 0.04
NGC 3136	0.15*	0.007
NGC 4546	0.13	0.02
NGC 7097	0.20	0.006

Tabela 5.2 - Autovalores correspondentes às cinemáticas do gás e estelares das galáxias da amostra. Nos casos de NGC 1399 e NGC 2663, como não foram detectadas cinemáticas estelares, foi colocado a variância máxima que tais componentes podem conter, se existentes. No caso de NGC 3136, como foi detectado dois autovetores que correspondem à cinemática da componente gasosa, foi colocado nesta tabela o autovalor referente à cinemática da componente extensa, embora esta componente não seja interpretada como um disco de gás.

Nome	P.A. _{gas}	P.A. _{estelar}	P.A. _{gas} - P.A. _{estelar}
ESO 208 G-21	-70°	-70°	0°
NGC 1380	-158°	-180°	22°
IC 1459	33°	-151°	176°
NGC 7097	-9°	160°	-169°
IC 5181	-28°	86°	-114°
NGC 4546	-143°	70°	147°
NGC 2663	-108°		
NGC 1404		-33°	
NGC 3136 (E)	90°	72°	18°
NGC 3136 (P)	32°	72°	-40°

Tabela 5.3 - Ângulos de posição dos discos de gás e dos discos estelares da amostra. Em NGC 3136, (E) - refere-se ao ângulo de posição da componente de gás com as estruturas em ‘redshift’ e em ‘blueshift’ extensas e (P) - refere-se ao ângulo de posição da componente de gás com as estruturas em ‘redshift’ e em ‘blueshift’ puntiformes

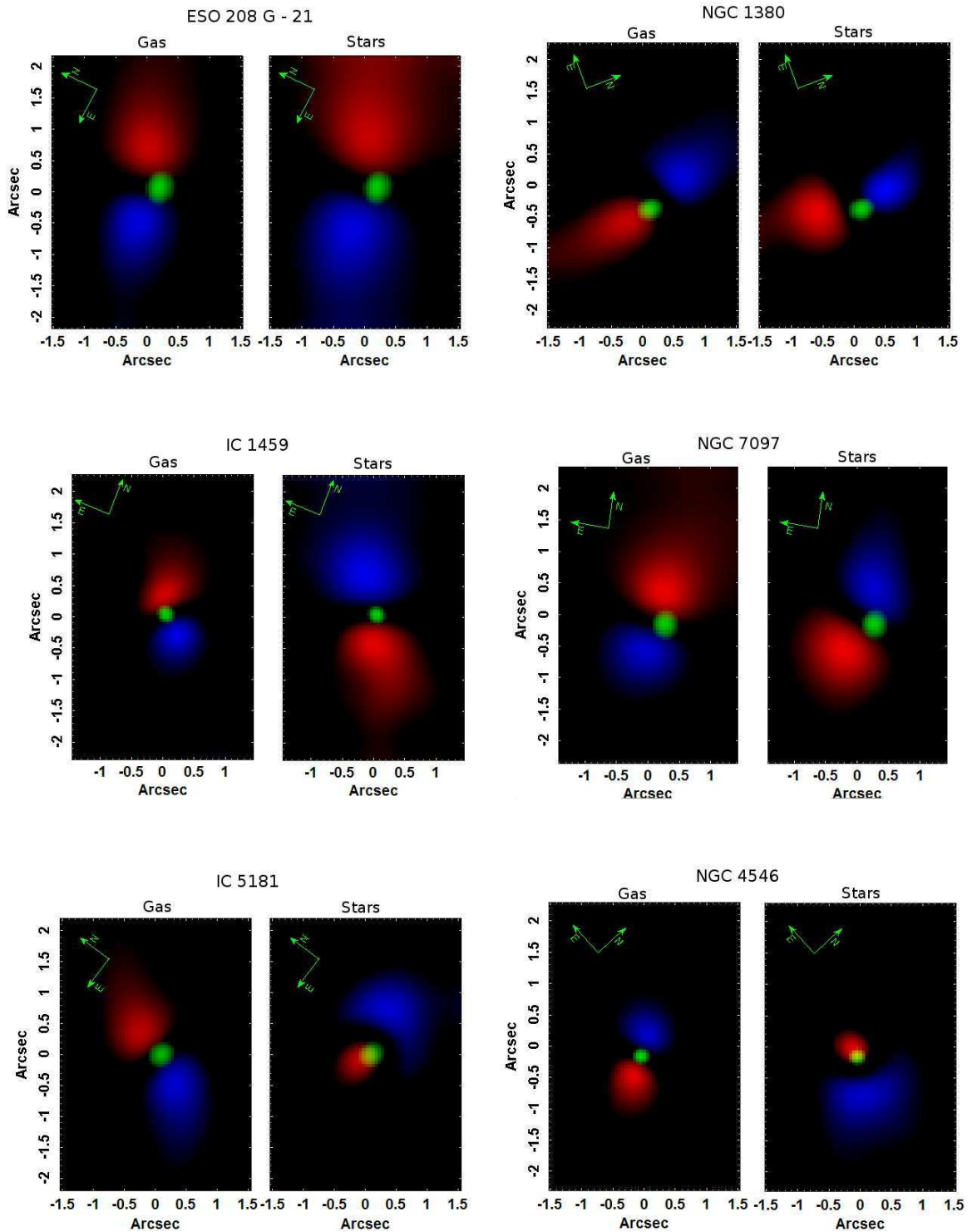


Figura 5.5a: Tomografia PCA: o AGN e cinemática de gás e de estrelas. Nos tomogramas acima, em azul são mostradas as regiões em ‘blueshift’ e, em vermelho, as regiões em ‘redshift’. Ambas as regiões foram detectadas com o mesmo tomograma nestas galáxias. Os tomogramas referentes aos autoespectros dos AGNs (figura 5.4) estão em verde. Como discutido na seção 5.1, as assinaturas cinemáticas detectadas na galáxia IC 1459 são referentes ao disco de gás e ao ‘core’ estelar. Para as outras galáxias, propomos que as componentes estelares estão em rotação e que o gás deve possuir uma estrutura de disco.

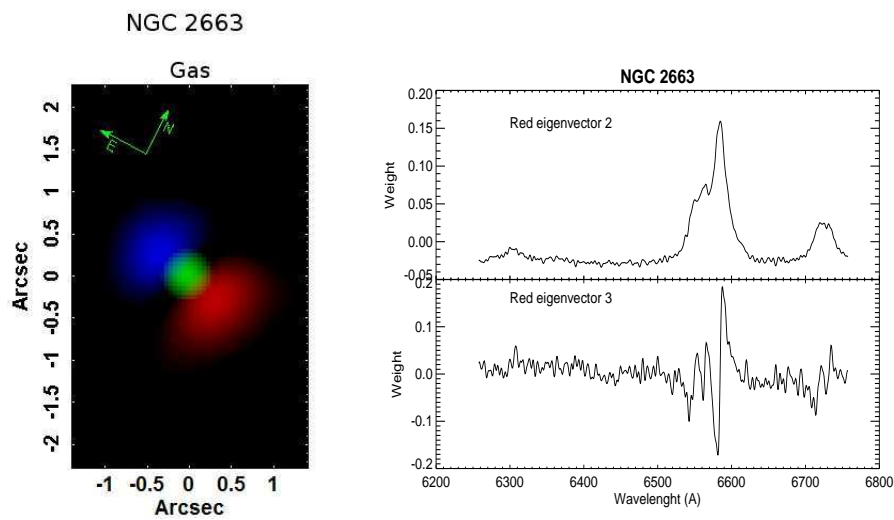


Figura 5.5b: Cinemática de gás da galáxia NGC 2663. Esta é a única galáxia da amostra na qual foi detectada cinemática apenas na componente de gás. A Tomografia PCA na região amarela do cubo de dados desta galáxia não revelou sinal algum de cinemática estelar. No caso da Tomografia PCA na região vermelha do cubo, o segundo autoespectro revela a correlação entre as linhas em emissão, provavelmente associados ao LINER da galáxia e o terceiro autovetor revela a cinemática do gás, caracterizado pela anti-correlação entre as asas vermelha e azul das linhas em emissão.

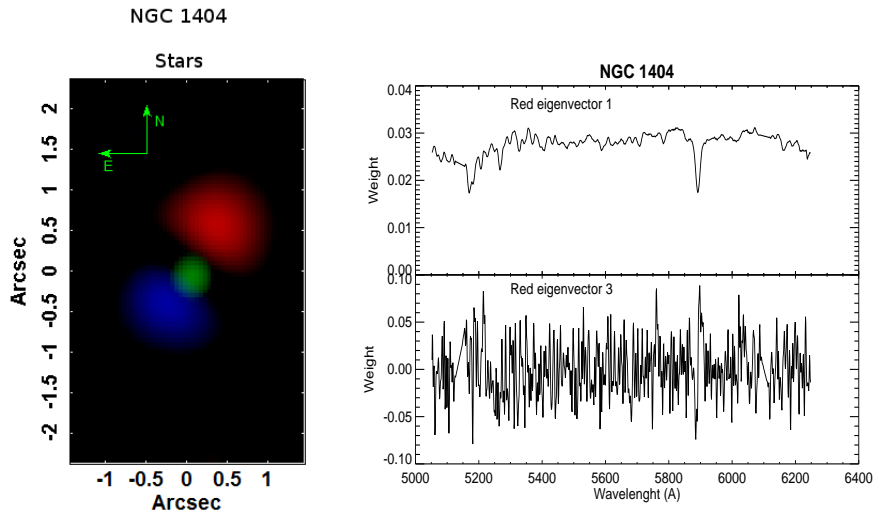


Figura 5.5c: Disco estelar na galáxia NGC 1404. Ao contrário de NGC 2663, esta galáxia teve apenas a cinemática associada à componente estelar detectada. A Tomografia PCA aplicada na região vermelha e também na faixa entre 4325 Å e 6800 Å não detectou quaisquer sinais de gás ionizado nesta galáxia, o que não descarta a existência desta componente em NGC 1404. Além do tomograma e autoespectro referente à cinemática estelar, foram colocados também o autoespectro e tomograma 1 (em verde) da Tomografia PCA aplicado na região amarela do cubo de dados desta galáxia, os quais representam o bojo de NGC 1404

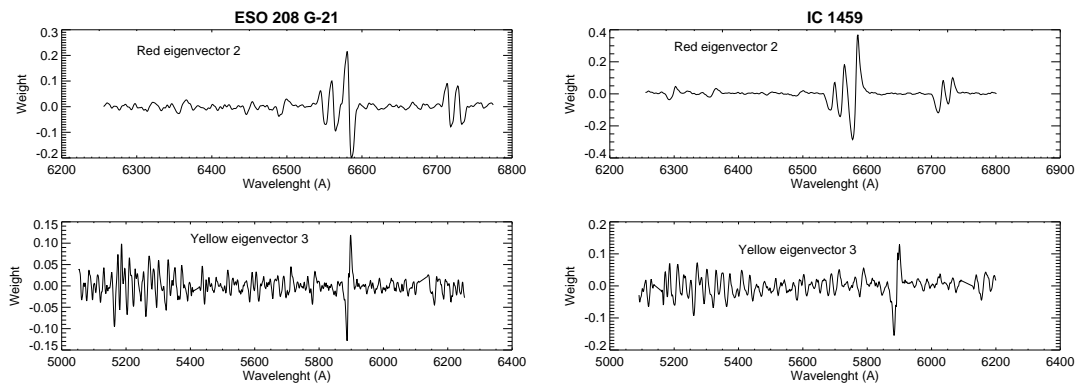


Figura 5.6: Acima: Autoespectros 2 e 3 da Tomografia PCA aplicado na região vermelha dos cubos de dados das galáxias ESO 208 G-21 e IC 1459. Abaixo: Autoespectros 2 e 3 da Tomografia PCA aplicado na região amarela dos cubos de dados das galáxias ESO 208 G-21 e IC 1459. A assinatura cinemática é caracterizada pela anti-correlação entre as asas vermelha e azul das linhas em emissão, no caso do gás, ou das linhas em absorção, em especial a linha do Na I $\lambda\lambda 5890; 5896$, no caso estelar. Todas as galáxias da amostra com cinemática do gás ou estelar detectadas possuem autoespectros semelhantes aos apresentados nesta figura.

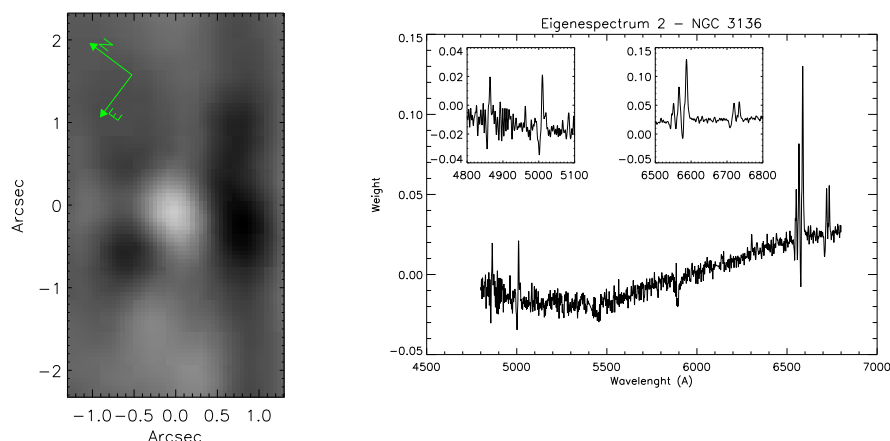


Figura 5.7: Autoespectro e tomograma 2 da Tomografia PCA aplicado ao cubo de dados de NGC 3136 na faixa espectral entre 4825 Å e 6800 Å. O LINER discutido na seção 5.2 é caracterizado no tomograma pelo objeto puntiforme na região central do FOV. A correlação entre as asas vermelhas das linhas em emissão e a parte vermelha do contínuo indica que a região extensa localizada na região sudeste do FOV e correlacionada com o LINER deve estar associada com uma alta extinção por poeira. Sobre as estruturas menores anti-correlacionadas com o LINER, é possível apenas afirmar que elas correspondem às asas azuis das linhas em emissão, ou seja, estão em ‘blueshift’ em relação ao centro da galáxia.

mostrado na figura 5.7, possui um objeto puntiforme correlacionado com uma estrutura extensa à sudeste de sua posição e anti-correlacionado com pequenas estruturas localizadas ao seu redor. O objeto puntiforme é destacado na figura 5.8 e também deve estar associado a um LINER fotoionizado por um AGN.

Os autoespectros 2 e 3 da Tomografia PCA aplicada na região vermelha do cubo de dados desta galáxia, mostrados na figura 5.9, apresentaram anticorrelações entre as asas vermelhas e azuis das linhas em emissão. Porém, seus respectivos tomogramas revelaram estruturas diferentes. O segundo tomograma revelou duas estruturas extensas anti-correlacionadas entre si. Com relação ao centro de NGC 3136, uma dessas estruturas está em ‘blueshift’ e a outra se encontra em ‘redshift’. Não é descartada a hipótese de disco de gás, porém ambas as estruturas são mais extensas quando comparadas às estruturas bipolares observadas nas outras galáxias da amostra. No tomograma 3, foram detectadas duas estruturas puntiformes anticorrelacionadas entre si, sendo que a fonte em ‘blueshift’ está localizada na mesma posição onde foi detectado o objeto puntiforme discutido no parágrafo anterior. É possível que esta galáxia possua dois AGNs, entretanto apenas com o autoespectro 3 não é possível estimar as razões entre as linhas em emissão para um diagnóstico mais confiável. Na tabela 5.3, são apresentados os ângulos de posição de ambas

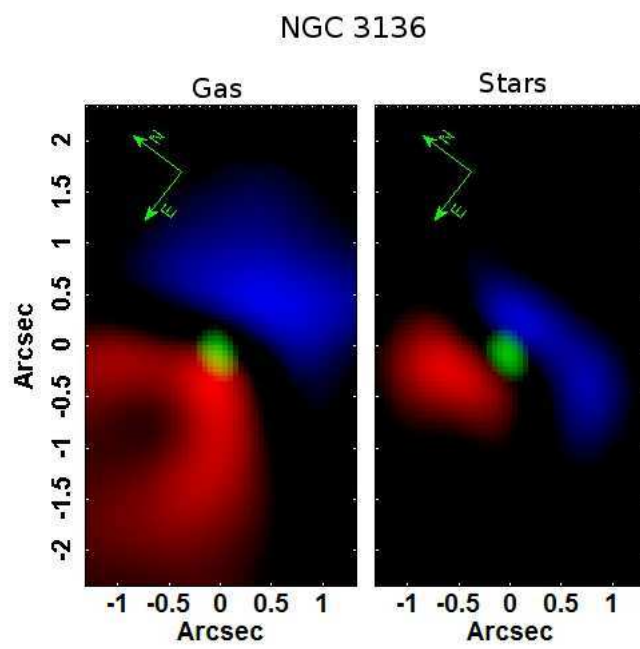


Figura 5.8: Cinemáticas estelares e do gás da galáxia NGC 3136. Neste caso, a cinemática do gás é mais extensa quando comparada às cinemáticas do gás apresentada nas figuras 5.5a e 5.5b e não deve estar associada a discos em rotação.

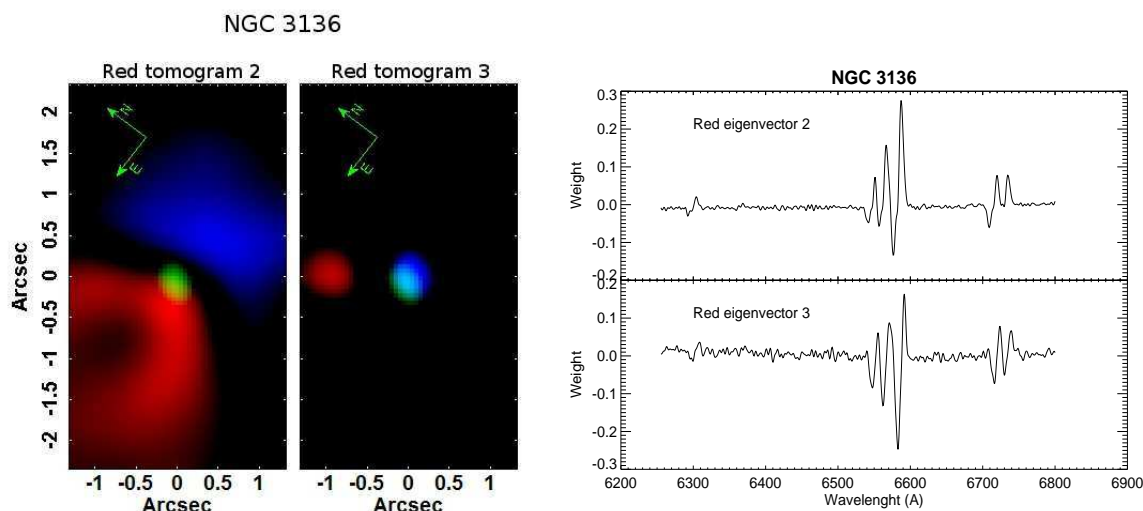


Figura 5.9: Tomogramas e autoespectros 2 e 3 da Tomografia PCA aplicada na região vermelha do cubo de dados de NGC 3136. Ambos os autovetores correspondem à cinemática de gás, mas em objetos distintos. No tomograma 2, duas estruturas extensas são reveladas, sendo uma em ‘blueshift’ e a outra em ‘redshift’ em relação ao centro da galáxia. Já no tomograma 3, há dois objetos puntiformes. Neste caso, a fonte em ‘blueshift’ está na mesma posição do objeto puntiforme interpretado como LINER no tomograma da figura 5.7.

as estruturas extensas e puntiformes.

A rotação da componente estelar foi detectada na Tomografia PCA aplicada na região amarela do cubo de dados de NGC 3136. A estrutura bipolar da componente estelar possui um ângulo de posição similar ao ângulo de posição encontrado na estrutura extensa de gás detectada no tomograma vermelho 2. Isso pode indicar uma corrotação entre as duas componentes, caso o tomograma vermelho 2 represente uma rotação da estrutura extensa do gás.

5.5 Discussão e conclusões

A Tomografia PCA aplicada a cubo de dados na faixa óptica é uma técnica desenvolvida recentemente para extração de informação e tratamento de ruídos (Steiner et al., 2009b). A interpretação dos resultados é, com frequência, sutil. Observações em outros comprimentos de onda são, muitas vezes, importantes para avançar de forma confiável na interpretação dos dados.

No presente trabalho, mostramos que o autovetor 2 correspondente ao cubo de dados original de galáxias com linhas em emissão pode ser interpretado como sendo dominado por correlações relacionadas ao AGN. Revela-se, portanto, uma metodologia nova e poderosa para esse tipo de pesquisa. Separando-se o cubo em duas regiões, uma parte dominada pela variação das linhas em absorção (5150-6250 Å), de origem estelar, e outra parte, dominada pela variação das linhas em emissão (6250-6850 Å), podemos estudar a cinemática tanto das estrelas como do gás. Com essa metodologia foi possível identificar discos tanto estelares como de gás e concluir que, apesar de a amostra ser pequena, o momento angular dessas duas estruturas está desacoplado. Tal constatação tem grande importância na discussão sobre a origem do gás circumnuclear em ETGs.

Phillips et al. (1986) observaram 9 das 10 galáxias de nossa amostra e apenas em NGC 1399 e NGC 1404 eles não detectaram sinais das linhas em emissão de [N II] e H α . Nessas duas galáxias a Tomografia PCA também não revelou nenhum sinal de linhas em emissão, apesar de que, com outra metodologia, foi detectada emissão fraca nas duas linhas, como mostraremos no próximo capítulo. NGC 4546 foi a única galáxia de nossa amostra que não foi observada por Phillips et al. (1986); porém Galletta (1987) relatou a presença de linhas em emissão na região central deste objeto.

Os autoespectros de número 2 apresentados neste capítulo apresentaram razões de linhas típicas de LINER para sete galáxias da amostra. Para a galáxia ESO 208 G-21, não é possível detectar emissão de H β e de [O III]. No entanto as linhas de baixa ionização como [O I], [N II] e [S II], quando comparadas com H α , tem intensidades típicas de LINER para este objeto. A detecção de características cinemáticas extensas de gás em oito galáxias da amostra indica que a emissão circumnuclear de gás nesses objetos parece ser comum. Como os autoespectros referentes às cinemáticas de gás são caracterizados pelas anti-correlações entre as componentes vermelhas e azuis das linhas em emissão, não é possível estimar as razões de linhas dessas regiões. No entanto, nos autoespectros observados aparecem correlações muito fortes em linhas de baixa ionização, típicas de LINERs.

Em duas das galáxias (IC 1459 e NGC 7097) o disco de gás está em contra-rotação com o disco de estrelas nas regiões centrais destes objetos; este fato que já foi relatado anteriormente na literatura (IC 1459 - Franx e Illingworth 1988; Cappellari et al. 2002; NGC 7097 - Caldwell et al. 1986). Já em duas galáxias (NGC 1380 e ESO 208-G21) o gás

está em corrotação com a cinemática estelar. Em duas outras galáxias (IC 5181 e NGC 4546) os planos de rotação do gás e das estrelas não coincidem. Curiosamente nessas duas galáxias o disco de rotação das estrelas parece ser assimétrico, como detectado pelo PCA. Na galáxia NGC 4546, [Sarzi et al. \(2006\)](#) mediram a diferença entre o P.A. dos discos de gás e o das estrelas e encontraram $P.A._{gas} - P.A._{stellar} = 144^\circ$, compatível com o nosso valor de 147° (ver tabela 5.3).

Embora tenha sido proposto que as cinemáticas de gás detectadas sejam discos de gás em 7 galáxias, não se pode descartar, em um primeiro momento, que estas estruturas sejam cones de ionização. A corrotação nas galáxias NGC 1380 e ESO 208 G-21 parece ser coerente com a ideia de disco de gás, cuja origem seja interna (e.g., perda de massa estelar). Nas galáxias IC 1459, NGC 7097 e NGC 4546, as cinemáticas de gás detectadas estão no mesmo P.A. dos discos de gás encontrados em regiões mais distantes dos núcleos nestes objetos (ver referências no parágrafo anterior). Na verdade, em NGC 7097, [Ricci et al. \(2011\)](#) propuseram que o cone de ionização desta galáxia é observado na direção perpendicular ao disco de gás. Já na galáxia NGC 3136, o tomograma vermelho 2 (figura 5.9) revelou que a estrutura de gás é mais extensa do que aquelas detectadas nas demais galáxias. Como as imagens nos tomogramas é uma ponderação entre a intensidade de luz e a cinemática do gás, uma estrutura mais extensa indica que há uma emissão importante de gás, cuja cinemática não esteja ocorrendo em apenas um plano, o que seria esperado em um disco de gás. Assim, em NGC 3136, este tomograma pode ser uma combinação de disco de gás com um cone de ionização. Nos casos de NGC 2663 e IC 5181, não há evidências anteriores de discos de gás nestas galáxias. Em NGC 2663, como não é detectado uma rotação estelar, se houver um disco de gás, a origem desta estrutura deve ser externa. Entretanto, não se pode descartar que a estrutura de gás detectada na figura 5.5b seja um cone de ionização. Em IC 5181, a diferença do ângulos de posição do disco estelar e da cinemática do gás é de $\sim 114^\circ$, o que significa que as duas componentes não rotacionam no mesmo sentido. Neste caso, também não é possível afirmar que a componente circumnuclear de gás seja realmente um disco de gás. Talvez um cone de ionização nas regiões mais próximas ao núcleo seja importante, o que pode influenciar a imagem detectada no tomograma, já que as regiões mais internas são mais intensas e, por isso, possuem um maior peso nos tomogramas. Por isso, a análise da cinemática do gás por

outros métodos (e.g. extração da velocidade radial do gás ou a aplicação da Tomografia PCA em discos de gás e cones de ionização sintéticos) é importante para se confirmar a natureza desta componente.

Foi mencionado na seção 5.1 que apenas na galáxia NGC 7097 foram interpretados os autovetores 4 e 5 da Tomografia PCA aplicada na faixa espectral entre 4325 Å e 6800 Å. Além da região central do bojo, do AGN e do disco de gás, detectados nos 3 primeiros autovetores, detectamos um segundo objeto puntiforme no quarto autovetor, mais azul e deslocado de 0.15" na direção leste em relação ao objeto detectado no autovetor 2. No quinto autovetor, detectamos um cone de ionização. Propusemos que o AGN é detectado duas vezes; uma imagem direta (tomograma 2) e outra imagem espelhada (tomograma 4) no cone de ionização. Uma análise mais detalhada destes objetos é apresentada em Ricci et al. (2011), presente no apêndice B desta tese.

As conclusões do presente capítulo são resumidas a seguir:

- O método da Tomografia PCA é eficaz para detectar LINERs, tanto a componente nuclear como circumnuclear para galáxias massivas com emissão previamente detectada. A metodologia também é eficaz para detectar discos estelares.
- Todos os objetos da nossa amostra previamente selecionados como tendo linhas em emissão podem ser classificados como LINERs nucleares, do tipo AGN e, também, como tendo emissão circumnuclear.
- As duas galáxias (NGC 1399 e NGC 1404) que não foram previamente detectadas como tendo linhas em emissão, também não foram detectadas pelo método da Tomografia PCA.
- Das 8 galáxias com AGN detectadas com Tomografia PCA, 6 apresentam emissão de gás circumnuclear com características de disco.
- A galáxia elíptica NGC 3136 apresenta fortes linhas em emissão que podem ser classificadas como LINER, mas sua estrutura é complexa, tendo sido detectados, com o método do PCA, dois objetos puntiformes e a estruturas que aparentam ser ao mesmo tempo disco e cones de ionização.

- Em 7 galáxias da amostra, a componente estelar possui uma assinatura cinemática em forma de disco.
- Em duas galáxias os discos de gás e de estrelas estão em corrotação, em duas galáxias a emissão está em contra-rotação com relação à rotação das estrelas; em duas galáxias os planos de rotação não estão alinhados. Esse desacoplamento de momento angular entre o gás e as estrelas sugere que o gás não tem origem local e argumenta contra a ideia de que o gás e as fontes de ionização têm proximidade espacial.
- A galáxia NGC 2663 apresenta apenas um disco de gás (ou um cone de ionização), mas não apresenta disco estelar. Já a galáxia NGC 1404 apresenta apenas um disco estelar.

Propriedades das linhas em emissão nucleares

A amostra descrita no capítulo 4 foi observada com o intuito de se detectar e caracterizar LLAGNs em galáxias elípticas e lenticulares no universo local. No capítulo 5, analisamos esta amostra utilizando apenas a técnica da Tomografia PCA; mostramos que pelo menos 8 galáxias da amostra possuem linhas em emissão típicas de LINERs. Em NGC 3136, a Tomografia PCA detectou a cinemática de dois objetos puntiformes, os quais podem estar relacionados a dois AGNs.

Neste capítulo, analisamos os espectros de gás (subtraída a componente estelar) provenientes das regiões nucleares das 10 galáxias da amostra, com o objetivo de se caracterizar suas linhas em emissão com uma metodologia distinta. Estes espectros foram extraídos dos chamados cubos de gás. A subtração das componentes estelares foi feita através da síntese de populações estelares do espectro de cada spaxel do cubo de dados (seção 6.1). Discutimos as propriedades das linhas em emissão nucleares na seção 6.2. Na seção 6.3, classificamos as galáxias baseado nos diagramas diagnósticos. Finalmente, discutimos os resultados mais gerais e apresentamos as conclusões na seção 6.4.

6.1 Síntese dos espectros das populações estelares

A subtração da componente estelar das galáxias é essencial para o estudo das linhas em emissão de LLAGNs. No capítulo 5, nós isolamos a emissão do gás da componente estelar aplicando-se a técnica da Tomografia PCA aos cubos de dados das galáxias da amostra. Entretanto, apenas com os autoespectros não é possível estimar as luminosidades das linhas em unidades absolutas de fluxo. Um ajuste preciso das componentes estelares em cada espectro do cubo de dados é necessário para a caracterização das linhas em emissão

das galáxias da amostra.

Ho (2008) enumerou diversas maneiras de se subtrair a componente estelar de galáxias. Entre elas, foi citada a síntese de populações estelares. Este método consiste em combinar eficientemente diferentes modelos de populações estelares, resultando em um espectro que descreva a componente estelar de uma galáxia. Neste capítulo, utilizaremos o software STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2005). Este programa constrói um modelo M_λ do espectro da componente estelar de uma galáxia fazendo-se

$$M_\lambda = M_{\lambda_0} \left(\sum_{j=1}^{N_*} x_j b_{j,\lambda} r_\lambda \right) \otimes G(v_*, \sigma_*), \quad (6.1)$$

onde M_{λ_0} é o fluxo sintético da componente estelar normalizado em λ_0 , x_j representa a fração da população estelar $b_{j,\lambda}$, r_λ é o termo de avermelhamento e $G(v_*, \sigma_*)$ é uma gaussiana que descreve a cinemática da componente estelar. Em suma, a equação 6.1 descreve que o espectro da componente estelar da galáxia é dado por uma combinação de modelos de populações estelares, considerando-se o efeito do avermelhamento, convoluído por uma gaussiana cujo pico está centrado na velocidade radial da galáxia e com uma FWHM que descreve a dispersão de velocidades estelar. A melhor combinação das populações estelares é aquela que minimiza $\chi^2 = \sum_{\lambda} [(O_\lambda - M_\lambda)w_\lambda]^2$, onde w_λ^{-1} é o erro do espectro observado O_λ . Os detalhes técnicos de como esta procura pelo mínimo χ^2 é feita estão descritos em Cid Fernandes et al. (2005).

A má subtração da componente estelar pode ser uma importante fonte de erro sistemático nas medidas de fluxos das linhas em emissão. Em particular, as linhas de H α e de H β são mais críticas, já que em ambas há uma componente importante em absorção, proveniente das populações estelares das galáxias. Ho et al. (1997a) alertaram que a subtração da componente estelar das galáxias, quando feita com técnicas de síntese de população estelar, é fisicamente rigorosa, mas altamente dependente da biblioteca de populações estelares utilizadas no ajuste. Modelos de populações estelares simples podem ser criados com espectros observados ou teóricos. Modelos construídos com espectros observados não cobrem toda a faixa de metalicidade existentes em diversas populações estelares, pois são restritos à estrelas da vizinhança solar. Outro problema é que não há uma grande variedade de estrelas observadas em outros comprimentos de onda, além do óptico. Já modelos feitos à partir de espectros teóricos resolvem este problema, mas estão mais sujeitos

a erros sistemáticos. Há modelos, chamados de semi-empíricos, onde espectros sintéticos tem suas regiões no óptico substituídos por espectros observados. De qualquer modo, a escolha de uma base de populações estelares simples deve ser feita com muita cautela para se obter um espectro do gás de uma galáxia da maneira mais precisa possível.

A amostra observada para esta tese é composta por galáxias Early-type com alta dispersão de velocidades estelar na região central (ver seção 4.1 do capítulo 4). [Thomas et al. \(2005\)](#) mostraram que há uma correlação entre a dispersão de velocidades em galáxias early-type com suas idades, metalicidades e com a presença de elementos α . Com isso em mente, utilizamos uma base com modelos de populações estelares simples descritos em [Walcher et al. \(2009\)](#). Esta base foi criada através dos modelos semi-empíricos de populações estelares simples de [Vazdekis et al. \(2010\)](#) com abundâncias solares ($[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0$ e $[\alpha/\text{Fe}] = 0.0$), cujos fluxos foram recalibrados pixel a pixel para abundâncias não solares utilizando-se os modelos teóricos de populações estelares simples de [Coelho et al. \(2007\)](#). A base possui 120 populações estelares simples com resolução de 2.51 \AA ([Falcón-Barroso et al., 2011](#)), idades entre 3 e 12 Gyr com passos de 1 Gyr e abundâncias $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5, -0.25, 0.0$ e 0.2 e $[\alpha/\text{Fe}] = 0.0, 0.2$ e 0.4 . Bibliotecas de populações estelares simples construídas desta maneira devem produzir modelos mais precisos para componentes estelares de galáxias early-type, já que utilizam espectros estelares observados na região do óptico e não possuem um viés importante apenas para abundâncias solares. A síntese das populações estelares foi feita no espectro de cada spaxel dos cubos de dados. Em outras palavras, construímos um cubo de dados apenas com as populações estelares da região central das galáxias. Finalmente, foram subtraídos estes cubos de dados estelares dos cubos de dados originais para se obter um cubo de gás das galáxias da amostra.

6.2 Propriedades das linhas em emissão nucleares

Os cubos de gás das oito galáxias da amostra cujos AGNs foram detectados pela Tomografia PCA no capítulo 5 revelaram linhas em emissão presentes ao longo do FOV. Vale lembrar que neste capítulo serão analisados apenas os espectros provenientes das regiões nucleares das galáxias. As linhas em emissão originadas em regiões circumnucleares nos objetos da amostra serão discutidas no capítulo 7. Estes cubos de gás foram analisados sem a remoção de ruídos de alta frequência em suas dimensões espectrais. Entretanto, nas

galáxias NGC 1399 e NGC 1404, as linhas em emissão são muito fracas e só são evidentes após a remoção dos ruídos de alta frequência nos espectros do cubo de gás.

Foram extraídos espectros da região nuclear de cada galáxia. Para isto, cada imagem dos cubos de gás da amostra foi multiplicada por uma gaussiana bidimensional, cujo pico é igual a 1. Estas gaussianas foram centradas nas posições x_{cen} e y_{cen} dos objetos puntiformes detectados na imagem da linha de [O I] λ 6300 e possuem FWHMs = ‘seeing’ das observações. Nos casos de NGC 1399 e NGC 1404, cujos objetos não tiveram a linha de [O I] detectada, foram feitas imagens das linhas de [N II]+H α . Nestas galáxias, a gaussiana foi posicionada na região de máxima intensidade destas linhas, usando FWHMs iguais aos seus respectivos ‘seeing’.

As linhas em emissão nucleares foram decompostas como uma soma de gaussianas, ajustadas com a função *nls* (de ‘nonlinear least squares’) presente no software **R**. Foi utilizado o algoritmo de Gauss-Newton, que é uma aplicação do método de mínimos quadrados em funções não lineares. O uso de um algoritmo baseado em um método de mínimos quadrados é adequada quando os erros estatísticos dos espectros são descritos por uma distribuição normal. Supondo-se que uma faixa do espectro de gás livre de linhas em emissão possui variações de fluxo causadas apenas por erros estatísticos, verificamos que tais flutuações possuem uma distribuição normal em todos os espectros nucleares das galáxias da amostra através do teste de Kolmogorov-Smirnov.

Com exceção do espectro nuclear da galáxia NGC 2663, foi ajustada inicialmente a região das linhas de H α e de [N II] λ 6548; 6583. A decomposição nesta faixa espectral foi feita com uma soma de 7 gaussianas. Uma das gaussianas corresponde à componente larga da linha de H α . As outras 6 gaussianas descrevem as componentes estreitas de cada uma das 3 linhas. Neste caso, são dois conjuntos de 3 gaussianas. Em cada conjunto, as gaussianas possuem a mesma FWHM e são separadas nas linhas de H α e [N II] por seus respectivos comprimentos de onda medidos em laboratório¹, que são $\lambda_{[N II]} = 6583.4 \text{ \AA}$; 6548.0 \AA e $\lambda_{H\alpha} = 6562.8 \text{ \AA}$. Em outras palavras, há apenas uma medida de velocidade radial e uma medida de dispersão de velocidades por conjunto. O conjunto 1 corresponde às gaussianas com os menores valores de FWHM. Consequentemente, as gaussianas do

¹ Os valores de comprimento de onda medidos em laboratório foram extraídos do site ‘Atomic line list’ - URL: <http://www.pa.uky.edu/~peter/newpage/>

conjunto 2 possuem as maiores FWHMs. As velocidades radiais do conjunto 1 são medidas como $V_r([\text{N II}]\lambda 6583)_1 = (\lambda_{obs} - 6583.4) \times c / 6583.4$, onde λ_{obs} corresponde ao pico da gaussiana referente à linha de $[\text{N II}]\lambda 6583$. No caso do conjunto 2, as velocidades radiais são medidas em relação à $V_r([\text{N II}]\lambda 6583)_1$. Fizemos desta maneira porque o conjunto 1, por possuir valores menores de FWHM, deve corresponder às regiões mais externas da NLR e, com isso, é menos afetado pela gravidade do SMBH, sendo assim uma estimativa mais próxima dos ‘redshifts’ das galáxias. Os valores de FWHM observadas são dados por $FWHM_{observada}^2 = FWHM_{medida}^2 - FWHM_{instrumental}^2$, cujos valores de $FWHM_{instrumental}$ são referentes às resoluções espectrais dos cubos de dados apresentados na tabela 4.2. Em ambos os conjuntos, a razão teórica $[\text{N II}]\lambda 6583 / [\text{N II}]\lambda 6548 = 3.06$ (Osterbrock e Ferland, 2006) é fixada para a decomposição dessas linhas. No caso de NGC 2663, foram ajustadas inicialmente as linhas do $[\text{S II}]\lambda 6716 + [\text{S II}]\lambda 6731$, uma vez que o ajuste simultâneo da NLR e da BLR na região das linhas de $\text{H}\alpha$ e de $[\text{N II}]\lambda 6548; 6583$ produziu uma razão entre componentes estreitas das linhas de $\text{H}\alpha$ e $\text{H}\beta$ menor do que o valor calculado por modelos de fotoionização de LINERs ($\text{H}\alpha/\text{H}\beta = 3.1$ - Ferland e Netzer 1983). Os ajustes nas linhas de $\text{H}\alpha$ e de $[\text{N II}]$, feitos em oito galáxias da amostra, são mostrados na figura 6.1.

Para as demais linhas em emissão, foram ajustadas duas gaussianas para a componente estreita, onde o único parâmetro livre foi a amplitude. A velocidade radial e as larguras das gaussianas foram fixadas com os valores encontrados para o conjunto 1 e o conjunto 2. As razões teóricas $[\text{O I}]\lambda 6300 / [\text{O I}]\lambda 6363 = 3.05$ e $[\text{O III}]\lambda 5007 / [\text{O III}]\lambda 4959 = 2.92$ (Osterbrock e Ferland, 2006) são fixas em cada conjunto. Adicionalmente à linha de $\text{H}\beta$ e ao duplete de $[\text{O I}]\lambda 6300; 6363$, foi ajustada uma gaussiana referente à componente larga, com a mesma largura e velocidade radial da componente larga de $\text{H}\alpha$. Também nestes casos, as amplitudes foram os únicos parâmetros livres nos ajustes. Os ajustes nas linhas de $\text{H}\beta$ e de $[\text{O III}]$ nas mesmas oito galáxias são mostrados na figura 6.2.

6.2.1 A componente de linhas estreitas

Os fluxos das componentes estreitas das linhas foram calculados como a soma das integrais de cada uma das gaussianas dos conjuntos 1 e 2. Os excessos de cor $E(B-V)$ foi calculado através da razão $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$ medida, utilizando-se a curva de extinção de Cardelli

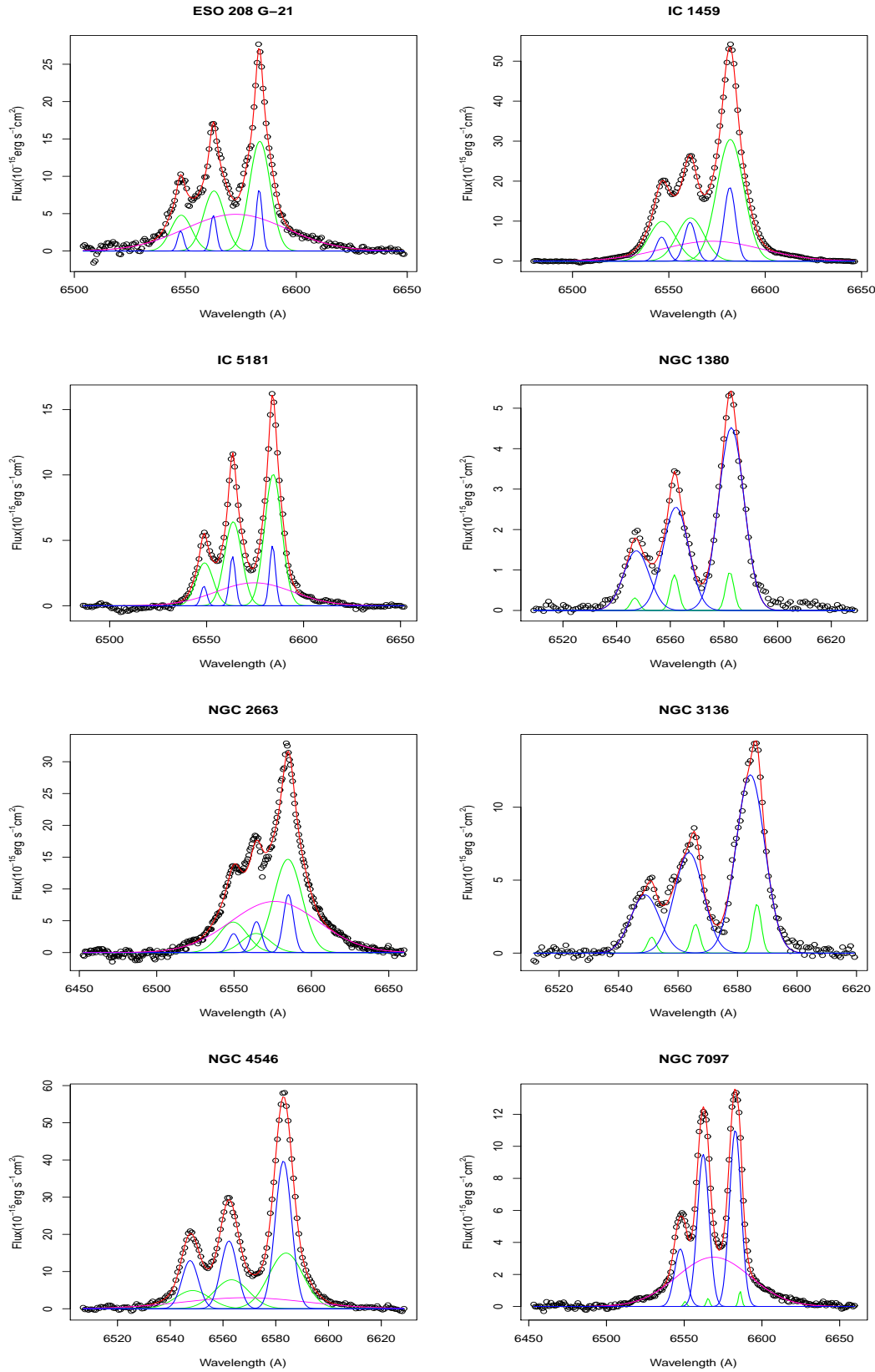


Figura 6.1: Linhas em emissão de H α e [N II] $\lambda\lambda$ 6548; 6583 detectadas em 8 galáxias da amostra. As gaussianas correspondem à decomposição das linhas em emissão. As linhas em verde e em azul representam as duas gaussianas correspondentes às componentes estreitas das linhas. A gaussianas na cor magenta representa as componentes largas de H α . Em vermelho estão as somas de todas as gaussianas, que descrevem os perfis gerais desta região do espectro.

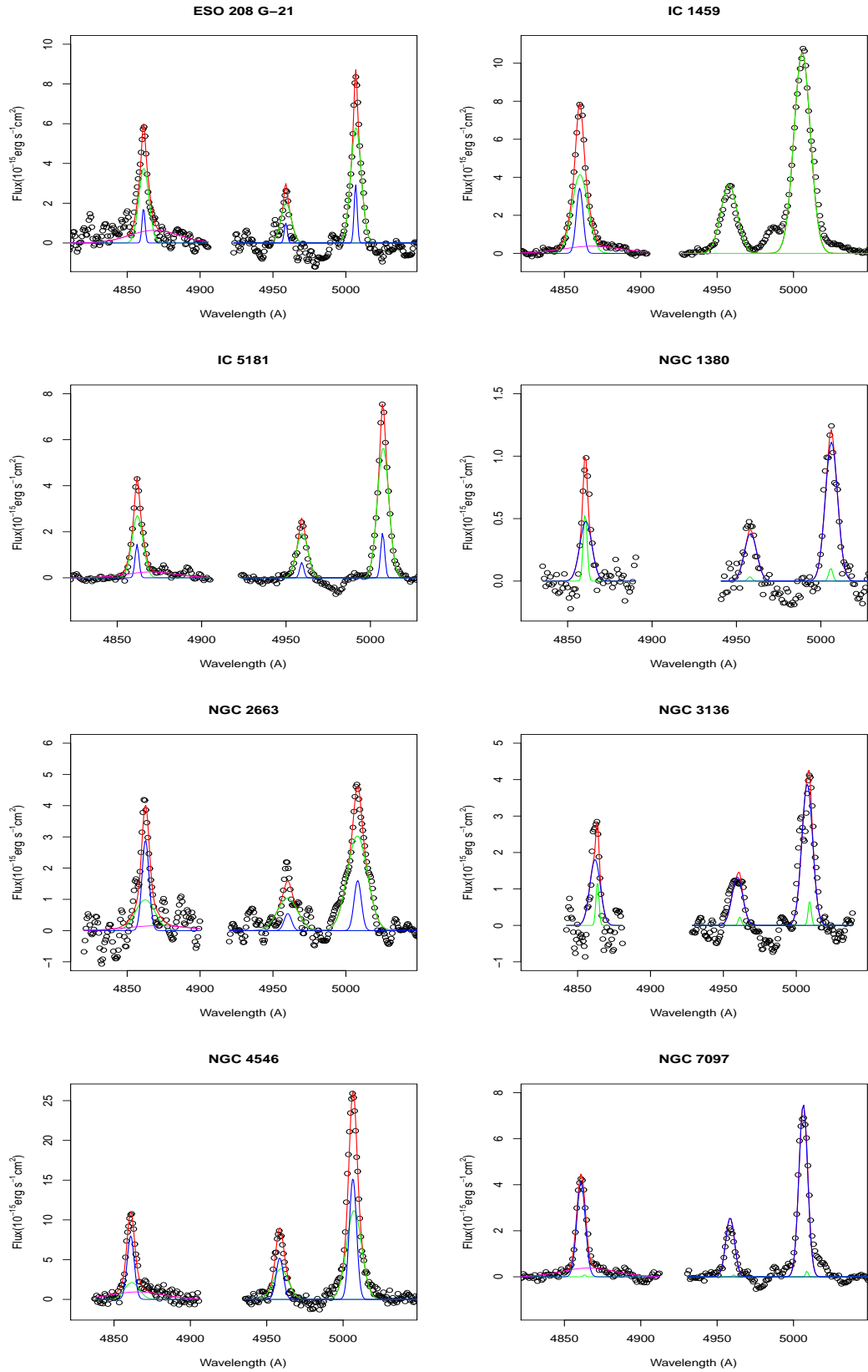


Figura 6.2: Linhas em emissão de H β e [O III] $\lambda\lambda$ 4959; 5007 detectadas em 8 galáxias da amostra. As gaussianas ajustadas nestas linhas possuem as mesmas cinemáticas (FWHM_1 , FWHM_2 , V_{r1} e V_{r2}) que as gaussianas ajustadas nas linhas de H α (ver figura 6.1) Nas galáxias ESO 208 G-21, NGC 2663 e NGC 3136, foi aplicado um filtro ‘smooth’ nos espectros mostrados nesta figura, embora os ajustes tenham sido feitos com seus espectros de gás originais.

Nome	$f(H\alpha)_n$	$(H\alpha/H\beta)_n$	E(B-V)	[N II]/H α	[S II]/H α	[O I]/H α	[O III]/H β	[N I]/H β
ESO 208 G-21	112±6	2.99±0.34	-0.03±0.11	1.81±0.12	1.82±0.11	0.19±0.02	1.61±0.19	0.35±0.06
IC 1459	263±15	3.60±0.24	0.15±0.06	2.55±0.18	1.49±0.09	0.39±0.03	1.94±0.09	0.61±0.03
IC 5181	86±3	3.26±0.17	0.05±0.05	1.50±0.07	1.08±0.04	0.16±0.02	2.03±0.10	0.43±0.03
NGC 1380	34±2	5.82±0.70	0.61±0.12	1.70±0.11	0.81±0.05	0.15±0.01	1.79±0.22	0.32±0.14
NGC 1399	1.7±0.3			1.14±0.28				
NGC 1404	7.7±1			0.84±0.14				
NGC 2663	108±15	3.17±0.86	0.02±0.26	3.76±0.56	2.08±0.36	0.30±0.09	1.83±0.46	0.02±0.26
NGC 3136	91±3	4.69±0.65	0.40±0.13	1.76±0.06	1.04±0.04	0.15±0.03	1.94±0.29	0.18±0.10
NGC 4546	269±18	3.75±0.40	0.18±0.10	2.05±0.17	0.70±0.05	0.42±0.04	3.19±0.30	0.28±0.08
NGC 7097	90±2	3.15±0.09	0.02±0.03	1.16±0.03	1.36±0.03	0.32±0.01	1.88±0.07	0.04±0.04

Tabela 6.1 - Medidas de fluxos para as componentes estreitas da emissão nuclear. O fluxo da linha de H α está em unidades de 10^{-15} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$.

et al. (1989), supondo-se uma razão H α /H β intrínseca de 3.1 e $R_V = 3.1$. Na tabela 6.1 apresentamos o fluxo sem a correção do efeito do avermelhamento da componente estreita do H α , a razão H α /H β medida, o excesso de cor E(B-V) e as razões [N II] λ 6583/H α , ([S II] λ 6716+[S II] λ 6731)/H α , [O I] λ 6300/H α , [O III] λ 5007/H β e [N I] λ 5199/H β . A luminosidade da componente estreita de H α corrigida do efeito de avermelhamento é apresentada na tabela 6.2. Os erros apresentados nas tabelas 6.1 e 6.2 são puramente estatísticos e não são levados em conta possíveis erros sistemáticos, cuja principal fonte seria uma subtração incorreta da componente estelar do cubo de dados. Isto implica que as incertezas apresentadas devem estar subestimadas. As velocidades radiais e as FWHMs de ambas as gaussianas correspondentes às componentes estreitas da linha de [N II] são apresentadas na tabela 6.2. A densidade eletrônica da região nuclear foi estimada com a razão [S II] λ 6716/[S II] λ 6731, cuja relação é apresentada na figura 6.3 de Steiner et al. (2009a).

Calculamos a massa do gás ionizado como

$$M_{ion} = \frac{L(H\alpha)m_H}{3.1\epsilon n_e} = \frac{2.2 \times 10^7 L_{40}(H\alpha)}{n_e} M_{\odot}, \quad (6.2)$$

onde $L_{40}(H\alpha)$ é a luminosidade de H α em unidades de 10^{40} erg s $^{-1}$, n_e é a densidade eletrônica do gás, $\epsilon = 1.24 \times 10^{-25}$ é a emissividade da linha de H β (Osterbrock e Ferland 2006, supondo-se caso B) e a constante 3.1 corresponde à razão H α /H β intrínseca para LINERs. Os valores calculados para as NLR são mostrados na tabela 6.2. Os valores são todos bastante semelhantes, variando-se de $4 \times 10^4 M_{\odot}$ a $1.5 \times 10^5 M_{\odot}$.

Como comentado na introdução da seção 6.2, os dois conjuntos de gaussianas podem

Nome	FWHM ₁	FWHM ₂	V_{r1}	V_{r2}	$\log L(\text{H}\alpha)$	n_e	$\log L_{bol}$	R_{Edd}	M_{ion}
	(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
ESO 208 G-21	132±9	502±15	-6±2	14±4	40.13±0.19	145	42.07	-4.32	5.9×10 ⁴
IC 1459	305±12	748±23	13±4	-80±2	40.87±0.13	550	43.09	-4.08	1.3×10 ⁵
IC 5181	133±7	467±9	27±2	16±3	40.16±0.38	315	42.45	-4.24	5.1×10 ⁴
NGC 1380	134±23	505±9	-56±6	26±7	39.77±0.18	360	42.30	-4.20	3.6×10 ⁴
NGC 1399	188±26		54±9		37.81±0.14		40.15	-7.24	
NGC 1404	496±38		-15±13		38.50±0.12		40.84	-5.91	
NGC 2663	345±42	976±34	76±9	-14±43	40.79±0.25	240	42.54	-4.64	9.1×10 ⁴
NGC 3136	135±14	518±6	144±5	-102±6	40.22±0.16	230	42.82	-3.96	1.6×10 ⁵
NGC 4546	328±6	697±38	-23±1	44±8	40.38±0.25	760	42.94	-3.77	4.2×10 ⁴
NGC 7097	51±24	391±4	117±8	-141±8	40.52±0.05	250	42.59	-4.25	9.6×10 ⁴

Tabela 6.2 - Parâmetros 1 a 4 - Cinemáticas das componentes 1 e 2 das NLRs nucleares, medidas na linha de $[\text{N II}]\lambda 6583$, em km s^{-1} . (5) - Luminosidade total (NLR + BLR, quando presente) da linha de $\text{H}\alpha$ em erg s^{-1} . Ambas as componentes foram corrigidas dos efeitos de avermelhamento utilizando-se os valores de $E(B-V)$ da tabela 6.1, com exceção de NGC 1399 e NGC 1404, já que, em ambas as galáxias, a linha de $\text{H}\beta$ não foi detectada. Os erros associados às luminosidades de $\text{H}\alpha$ levaram em conta as incertezas nos fluxos, em $E(B-V)$ e nas distâncias das galáxias (ver tabela 4.1). (6) - Densidade eletrônica da NLR (cm^{-3}). (7) - Luminosidade bolométrica da região nuclear da galáxia em erg s^{-1} . (8) - Razão de Eddington. (9) - Massa do gás ionizado na NLR em M_{\odot} .

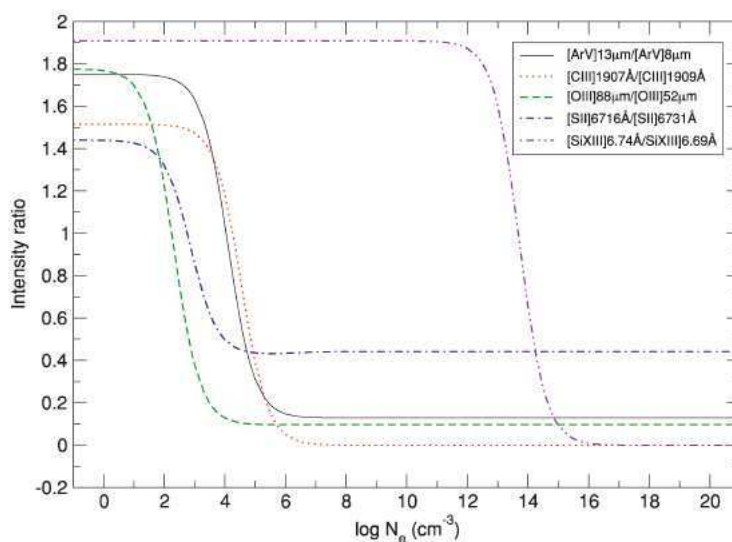


Figura 6.3: Razões de linhas calculadas em função da densidade eletrônica. Para o cálculo destas razões, foi utilizada $T = 10000$ K, com exceção das linhas em raios-x, onde $T = 10^6$ K. Copiada de Steiner et al. (2009a).

corresponder à diferentes regiões na NLR. Uma possibilidade é que a gaussiana estreita possa ser uma correção do perfil da NLR, o qual pode possuir assimetrias, especialmente em Seyferts (Ho et al., 1997b). Na verdade, Ho et al. (1997b) também ajustaram múltiplas gaussianas nas NLR, porém eles não propuseram significado físico algum à cada gaussiana, apenas utilizaram tal metodologia como um procedimento conveniente de ajuste. Em sete objetos, as gaussianas do conjunto 2 são mais intensas do que aquelas do conjunto 1, ao menos na linha de $H\alpha$. A exceção é NGC 4546, onde, dentro das incertezas, ambas as gaussianas possuem a mesma intensidade ($f(H\alpha)_{n1} = 142 \pm 6 \times 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ e $f(H\alpha)_{n2} = 127 \pm 17 \times 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$). As gaussianas do conjunto 2 possuem FWHMs $> 390 \text{ km s}^{-1}$, o que é típico de uma NLR (ver capítulo 2). Nas galáxias NGC 1380 e NGC 3136, ambos os conjuntos de gaussianas podem corresponder a dois AGNs, cujos casos serão discutidos com mais detalhes no capítulo 7. Chama-se a atenção para o fato de que os dois objetos possuem um maior avermelhamento de suas regiões nucleares, o que pode ser uma consequência do ‘merger’ que ocorreu nestas duas galáxias, o qual deve ter adicionado uma quantidade razoável de gás e poeira nas regiões centrais destas galáxias, além do segundo buraco negro.

A figura 4 de Ho et al. (2003) mostra que a maior parte dos LINERs possuem n_e nuclear $< 400 \text{ cm}^{-3}$ (cujo valor médio é de 281 cm^{-3} para todas as galáxias analisadas por estes autores), o que é compatível com os resultados apresentados na tabela 6.2. Apenas NGC 4546 e IC 1459 apresentam densidades eletrônicas acima deste valor, o que deve indicar, associado ao fato de que ambas são as galáxias com as maiores L_{bol} , que estas galáxias possuem um reservatório maior de gás em suas regiões nucleares.

6.2.2 A componente de linhas largas

Componentes largas foram detectadas nas linhas de $H\alpha$ em 6 galáxias da amostra. Todas elas possuem FWHMs $> 2000 \text{ km s}^{-1}$. Ho et al. (1997b) encontraram valores de FWHM com a mesma ordem de grandeza em LLAGNs detectados em uma amostra de 486 galáxias (ver a tabela 1 deles). Nos casos onde detectamos as componentes largas de $H\alpha$, nós supomos que esta característica também estaria presente nas linhas de $H\beta$. Os ajustes em $H\beta$ foram feitos com a mesma velocidade radial e FWHM que foram encontradas para as linhas de $H\alpha$. As razões entre as linhas de $H\alpha$ e $H\beta$ da BLR são sistematicamente maiores

que as razões encontradas para as componentes estreitas, com exceção de NGC 4546. Estes altos valores de $H\alpha/H\beta$ são causados por regiões parcialmente ionizadas e quentes nas BLR, causando um aumento na intensidade da linha de $H\alpha$ devido à efeitos colisionais (Osterbrock e Ferland, 2006). Não se sabe mensurar ao certo qual a importância do efeito do avermelhamento por poeira em BLRs. Por este motivo, os valores das luminosidades das componentes largas das linhas de $H\alpha$, os quais são apresentados na tabela 6.3, foram corrigidos do avermelhamento utilizando-se os valores de $E(B-V)$ encontrados para a NLR (tabela 6.1). Provavelmente, estes valores de $E(B-V)$ estão subestimados, entretanto parte do avermelhamento da luz proveniente da BLR deve ser causado pela mesma componente de poeira que extingue a luz da NLR.

Detectamos uma componente larga no dubleto de $[O\ I]\lambda\lambda 6300; 6363$ nas galáxias IC 1459, IC 5181, NGC 2663, NGC 4546 e NGC 7097. As velocidades radiais e FWHMs das gaussianas referentes à BLR neste dubleto foram fixados com os valores encontrados para componente larga de $H\alpha$. A razão $[O\ I]\lambda 6300/[O\ I]\lambda 6363 = 3.05$ também foi fixada para o ajuste. Os fluxos desta componente para a linha de $[O\ I]\lambda 6300$ são mostrados na tabela 6.3. Em princípio, poderia-se imaginar que tal componente corresponderia a uma má subtração da componente estelar destas galáxias. Para descartar esta hipótese, nós construímos perfis espaciais das imagens médias extraídas entre $6324\ \text{\AA}$ e $6338\ \text{\AA}$ dos cubos de gás destas galáxias. Estes perfis foram feitos calculando-se a mediana das intensidades dentro de anéis concêntricos de $0.1''$ de espessura, partindo-se de $r = 0''$ até o raio máximo limitado pelo FOV dos cubos de gás (entre $0''$ e $0.1''$, tem-se o resultado da mediana das intensidades dentro de um círculo de raio $r = 0.1''$). Para o perfil da PSF espacial dos cubos de gás, extraímos imagens da asa vermelha da componente larga de $H\alpha$ das 6 galáxias onde a BLR foi detectada. Supondo-se que as PSFs são gaussianas 2D, as FWHMs dos objetos puntiformes detectados nestas imagens foram estimadas e são mostradas na tabela 6.3. Comparando-se os perfis das imagens da componente larga de $[O\ I]$ com os perfis das PSFs espaciais dos cubos de gás e com os perfis das componentes estelares (construídos da mesma maneira que os perfis das imagens da componente larga de $[O\ I]$, só que com imagens médias do contínuo estelar, as quais foram extraídas dos cubos de dados originais entre $6400\ \text{\AA}$ e $6420\ \text{\AA}$), nota-se que a emissão das componentes largas de $[O\ I]$ são compatíveis com um objeto puntiforme nas 5 galáxias onde tal característica

Nome	$f(\text{H}\alpha)_b$	$(\text{H}\alpha/\text{H}\beta)_b$	$\text{FWHM}(\text{H}\alpha)_b$	$V_r(\text{H}\alpha)_b$	$f([\text{O I}]\lambda 6300)_b$	$\log L(\text{H}\alpha)_b$	M_{ion}	$\text{FWHM}(\text{PSF})$
ESO 208 G-21	281±0.04	10.3±2.1	2455±66	459±23		39.99±0.21	21	1.00
IC 1459	324±63	17.8±3.9	2786±172	518±44	83±6	40.61±0.15	62	0.70
IC 5181	87±7	9.3±1.4	2127±55	514±29	38±2	39.87±0.39	14	0.82
NGC 2663	570±49	70±72	3037±98	535±29	112±9	40.72±0.29	109	1.16
NGC 4546	174±57	4.3±1.6	2519±251	279±48	77±10	39.97±0.29	13	0.66
NGC 7097	182±6	10.9±0.9	2538±39	420±16	55±2	40.34±0.05	46	0.95

Tabela 6.3 - Medidas de fluxos e cinemáticas das componentes largas. Na última coluna, são apresentadas as FWHMs, em segundos de arco, referentes aos objetos puntiformes detectados na imagem da asa vermelha da componente larga da linha de $\text{H}\alpha$. Os fluxos das linhas de $\text{H}\alpha$ e de $[\text{O I}]\lambda 6300$ estão em unidades de $10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$, as velocidades em km s^{-1} e a luminosidade da componente larga de $\text{H}\alpha$ está em erg s^{-1} . As luminosidades das linhas de $\text{H}\alpha$ foram corrigidas do efeito do avermelhamento utilizando-se os valores de $E(B-V)$ apresentados na tabela 6.1. Neste caso, os erros associados às luminosidades de $\text{H}\alpha$ levaram em conta as incertezas nos fluxos e nas distâncias das galáxias (ver tabela 4.1). A massa do gás ionizado é apresentado em massas solares.

foi detectada (figura 6.5).

A massa do gás ionizado na BLR foi calculada utilizando-se a equação 6.2, com um valor de $n_e = 10^6 \text{ cm}^{-3}$, que é o valor da densidade crítica do dubleto de $[\text{O I}]$. Os resultados são mostrados na tabela 6.3. Os valores das massas de gás ionizado variam de ~ 10 a $\sim 100 M_\odot$, muito menores do que os valores encontrados para a NLR.

As galáxias NGC 1380, NGC 1399, NGC 1404 e NGC 3136 não possuem quaisquer sinais de BLR.

6.2.2.1 'Redshift' gravitacional

As velocidades radiais encontradas para as BLRs variam entre 269 e 535 km s^{-1} . Uma provável causa para estes deslocamentos para o vermelho é o efeito do 'redshift' gravitacional, já que a BLR sofre uma influência gravitacional importante do SMBH das galáxias. O 'redshift' gravitacional é dado por

$$1 + z_{grav} = \left(1 - \frac{2GM_{SMBH}}{rc^2} \right)^{-1/2}, \quad (6.3)$$

onde G é a constante gravitacional de Newton, M_{SMBH} é a massa do buraco negro central, r é a distância do objeto que está emitindo a luz ao SMBH e c é a velocidade da luz. Com os valores das velocidades radiais das BLRs, mostrados na tabela 6.3, e das massas do SMBH, as quais foram estimadas com a equação 1.3 (tabela 8.2 - ver discussão no

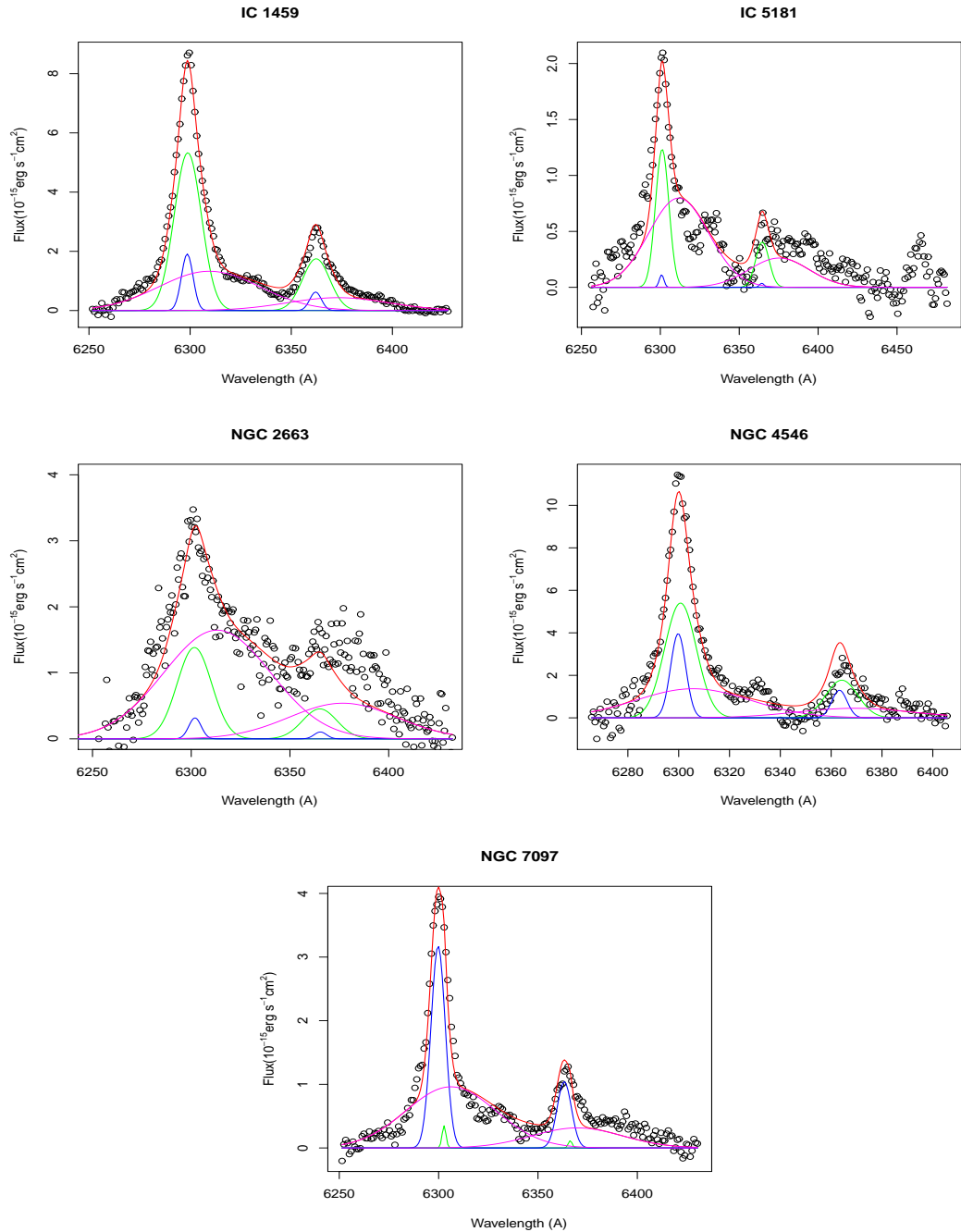


Figura 6.4: Região do espectro correspondente às linhas do dupletto de $[\text{O I}]\lambda\lambda 6300; 6363$. Nas 5 galáxias acima, foram detectadas componentes largas neste dupletto. As velocidades radiais e as FWHMs das gaussianas que correspondem a estas componentes largas são fixadas com as medidas obtidas para a componente larga de $\text{H}\alpha$.

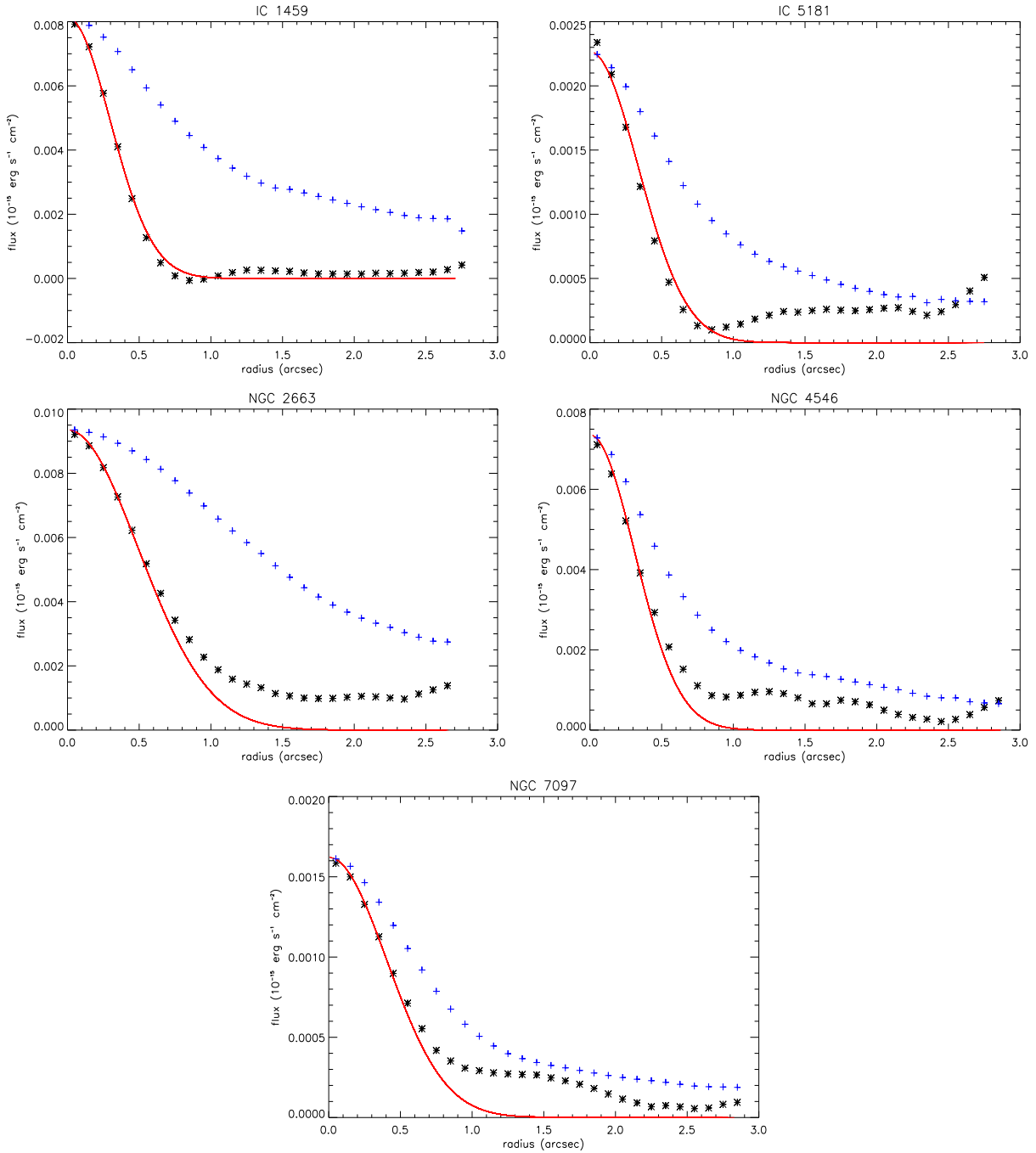


Figura 6.5: Perfis espaciais das imagens correspondentes às componentes largas de [O I] de 5 galáxias da amostra. Nestas imagens, cada spaxel é o resultado da emissão média entre 6324 Å e 6338 Å. As linhas em vermelho correspondem às PSFs das observações. Note que, em 4 casos, o perfil espacial da componente larga de [O I] revela um objeto puntiforme, compatível com a emissão de um AGN. A cruz em azul é o perfil da componente estelar, cuja imagem média foi extraída entre 6400 Å e 6420 Å do cubo de dados original destas galáxias.

capítulo 8), estimamos a distância R_{BLR} da BLR ao SMBH destas 6 galáxias da amostra. Os resultados, em pc e em termos dos raios de Schwarzschild dos SMBH, dado por

$$R_S = \frac{2GM_{SMBH}}{c^2}, \quad (6.4)$$

são mostrados na tabela 6.4 e na figura 6.6.

Nome	R_{BLR}	R_{toro}	R_{BLR}/R_S	R_{toro}/R_S
	(1)	(2)	(3)	(4)
ESO 208 G-21	5.8×10^{-3}	1.4×10^{-2}	324	761
IC 1459	3.1×10^{-2}	4.4×10^{-2}	287	411
IC 5181	1.0×10^{-2}	2.1×10^{-2}	290	585
NGC 2663	3.1×10^{-2}	2.3×10^{-2}	278	210
NGC 4546	2.0×10^{-2}	3.7×10^{-2}	573	979
NGC 7097	1.8×10^{-2}	2.5×10^{-2}	354	485

Tabela 6.4 - Distância da BLR (R_{BLR}), obtido através do ‘redshift’ gravitacional e do toro molecular de poeira (R_{toro}) em relação ao SMBH. Nas colunas (1) e (2), as distâncias estão em pc. Nas colunas (3) e (4), as distâncias são relativas aos raios de Schwarzschild dos SMBH.

Na mesma tabela 6.4, mostramos os resultados das distâncias do SMBH ao toro molecular de poeira, estimados como $R_{toro} \sim 0.4L_{45}^{0.5}$ pc (Nenkova et al., 2008), onde L_{45} é a luminosidade bolométrica em unidades de 10^{45} erg s⁻¹. Na verdade, R_{toro} é o raio interno do toro molecular, determinado na região onde ocorre a sublimação da poeira. Note que, nos 6 casos, ambas as distâncias são da mesma ordem de grandeza. Se for suposto que o toro molecular de poeira começa onde a BLR termina (ver figura 2.7), então a velocidade radial da BLR observada pode ser causada, em princípio, pelo efeito do ‘redshift’ gravitacional dos SMBH.

6.2.3 Os fótons ionizantes

A partir da luminosidade total da linha de H α , é possível estimar o número de fótons da fonte central com energia acima de 13.6 eV, capaz de fotoionizar o hidrogênio. Isto é dado por

$$Q(H) = \frac{L_{H\alpha}}{3.1h\nu_{H\beta}} \frac{\alpha_B(H^0, T)}{\alpha_{H\beta}(H^0, T)}, \quad (6.5)$$

onde α_B é o coeficiente de recombinação para todos os níveis do átomo de H, $\alpha_{H\beta}$ é o coeficiente de recombinação para a produção da linha de H β , h é a constante de Planck e

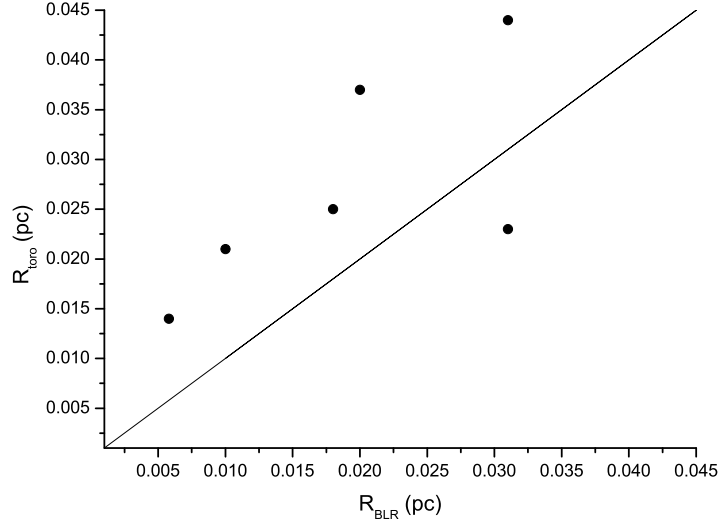


Figura 6.6: Comparação entre os raios das BLRs (estimados com o ‘redshift’ gravitacional) e os raios internos dos toros molecular de poeira (estimados como $R_{toro} \sim 0.4L_{45}^{0.5}$ pc). A linha representa os pontos onde $R_{BLR} = R_{toro}$. Note que ambos os raios são da mesma ordem de grandeza. Este resultado mostra que é provável que a velocidade radial observada para a BLR é causada pelo efeito do ‘redshift’ gravitacional dos SMBH.

$\nu_{H\beta}$ é a frequência de onda do fóton correspondente à transição da linha de $H\beta$. Usamos $\alpha_B = 2.59 \times 10^{-13} \text{ cm}^3 \text{ s}^{-1}$, $\alpha_{H\beta} = 3.03 \times 10^{-14} \text{ cm}^3 \text{ s}^{-1}$ e $H\alpha/H\beta = 3.1$ (Osterbrock e Ferland, 2006). Para tal estimativa, admitimos que a nebulosa é limitada em fótons. A tabela 6.5 mostra os valores de $Q(H)$ para as regiões nucleares das galáxias da amostra. Estes resultados serão bastante úteis na estimativa do raio que o AGN central é capaz de ionizar, cujo tópico será discutido no próximo capítulo.

6.2.4 Luminosidade bolométrica e razão de Eddington

A luminosidade bolométrica e a razão de Eddington são dois importantes parâmetros que caracterizam a emissão dos LLAGNs. Ambos os parâmetros possuem uma sequência Seyfert - LINER - Objeto de Transição que parte dos maiores valores de L_{bol} e R_{edd} para os menores (Ho, 2008). A luminosidade bolométrica de um AGN é calculada integrando-se toda a distribuição espectral de energia. Entretanto, para um grande número de galáxias não há observações em diversos comprimentos de onda, sendo assim necessário utilizar relações entre a luminosidade bolométrica e a luminosidade em raios-x (Ho, 2008; Eracleous et al., 2010b) ou entre a luminosidade bolométrica e a luminosidade de linhas em emissão,

Nome	$\log(Q(H))$
ESO 208 G-21	51.96
IC 1459	52.62
IC 5181	51.97
NGC 1380	51.60
NGC 1399	49.64
NGC 1404	50.33
NGC 2663	52.60
NGC 3136	52.05
NGC 4546	52.14
NGC 7097	52.33

Tabela 6.5 - Número de fótons ionizantes originados nas regiões nucleares das galáxias da amostra.

como, por exemplo, [O III] λ 5007 (Heckman et al., 2005) ou H α (Ho, 2008). Um problema com a linha de H α é que sua contribuição não nuclear é importante em LINERs. Isto pode superestimar a luminosidade bolométrica. Por outro lado, segundo Kauffmann et al. (2003), a linha de [O III] pode ser um importante traçador da luminosidade nuclear, uma vez que ela é intensa e é produzida na NLR. Em galáxias com AGNs, a contribuição de estrelas jovens para a produção da linha de [O III] é muito pequena.

Eracleous et al. (2010b) calcularam a luminosidade bolométrica de 7 galáxias integrando-se toda a SED destes objetos. As luminosidades das linhas de [O III] para essas 7 galáxias foram medidas em Ho et al. (1997a). Calculamos a mediana da razão $L_{bol}/L([O III]) \sim 584$. Com este resultado, estimamos a luminosidade bolométrica das galáxias de nossa amostra, com exceção de NGC 1399 e NGC 1404, cujas galáxias apenas as linhas em emissão de [N II]+H α foram detectadas (ver seção 6.2.5). Nestes casos, utilizamos a relação proposta por Ho (2008), que é $L_{bol}/L(H\alpha) \sim 220$. Os valores de L_{bol} calculados são mostrados na tabela 6.2.

A razão de Eddington é dada por

$$R_{edd} = \frac{L_{bol}}{L_{Edd}} = \frac{L_{bol}}{1.3 \times 10^{38} \times M_{SMBH}} \quad (6.6)$$

onde L_{Edd} é a luminosidade de Eddington. As massas dos buracos negros foram estimadas utilizando-se a relação $M_{SMBH} - \sigma$ (equação 1.3 - ver discussão no capítulo 8) e são apresentadas na tabela 8.2. Os valores de R_{Edd} são mostrados na tabela 6.2.

As galáxias cujas BLRs foram detectadas (ver seção 6.2.2) possuem $R_{Edd} \sim 10^{-4}$ e $L_{bol} > 10^{42}$ erg s $^{-1}$. Comparando-se com os resultados de Eracleous et al. (2010b), os

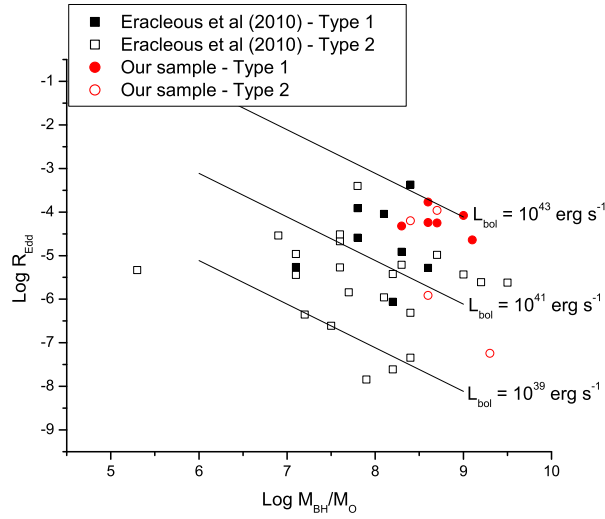


Figura 6.7: Razão de Eddington x massa do buraco negro central. O código de símbolos e cores é apresentado na própria figura. As linhas em preto correspondem às regiões com $L_{bol} = 10^{39}$, 10^{41} e 10^{43} erg s $^{-1}$. As galáxias da amostra possuem $L_{bol} > 10^{42}$ erg s $^{-1}$ e $R_{Edd} \sim 10^{-4}$. Grande parte das galáxias com AGNs do tipo 1 detectadas por Eracleous et al. (2010b) estão na mesma região do gráfico (L_{bol} e R_{Edd} mais altas). Os AGNs das galáxias NGC 3136 e NGC 1380, embora sejam do tipo 2, devem ter outras fontes de fotoionização que contribuem com o aumento de L_{bol} . Nas galáxias NGC 1399 e NGC 1404, seus AGNs possuem uma luminosidade bolométrica menor, quando em comparação com as outras galáxias de nossa amostra, o que deve justificar a não detecção de seus núcleos através da Tomografia PCA no capítulo 5.

AGNs de tipo 1 (aqueles que possuem a BLR) estão localizados na mesma região do gráfico $R_{Edd} \times M_{SMBH}$ (figura 6.7). As galáxias NGC 3136 e NGC 1380 são do tipo 2 (ver seção 6.3), porém estão localizadas na mesma região do gráfico. Contudo, estas galáxias possuem múltiplas fontes de fotoionização, o que deve estar contribuindo para o aumento da L_{bol} . Nota-se que os AGNs do tipo 1 são mais luminosos e possuem uma maior razão de Eddington, cujo resultado está de acordo com o que foi proposto por Ho (2008). Outro fato interessante é que todas as galáxias da amostra desta tese possuem $R_{Edd} < 10^{-3}$, o que implica, de acordo com a figura 2.2, que seus AGNs devem possuir uma SED típica de LINERs, com a ausência do ‘big blue bump’ e um contínuo mais avermelhado na região do óptico (mais especificamente entre 10000 Å e 4000 Å).

6.2.5 Dois casos especiais: NGC 1399 e NGC 1404

No capítulo 5, a Tomografia PCA aplicada aos cubos de dados de NGC 1399 e NGC 1404 não revelou quaisquer sinais de gás ionizado nestas galáxias. Foi proposto que as linhas em emissão deveriam existir, mas que suas varianças seriam da mesma ordem do ruído dos cubos de dados. Nos espectros extraídos da região nuclear dos cubos de gás, as linhas de $H\alpha$ e de $[N II]$ estão presentes em ambas as galáxias. Porém, a decomposição destas linhas é mais complicada nestes dois casos. Na figura 6.8, observa-se que as linhas estão sobrepostas a uma componente larga em ambas as galáxias. Esta componente alargada, porém, não parece corresponder a uma BLR e sim a uma má subtração do contínuo estelar. Com isto em mente, decompomos as linhas de $H\alpha$ e de $[N II]$ com uma gaussiana para cada linha em emissão mais outra gaussiana para se levar em conta esta componente alargada do contínuo. Como nos casos anteriores, para os ajustes, fixamos a velocidade radial e a largura das gaussianas com aquelas obtidas para o duplete de $[N II]$, assim como fixamos $[N II]\lambda 6583/[N II]\lambda 6548 = 3.06$. Apenas os ajustes correspondentes às linhas em emissão são mostrados na figura 6.8, assim como são levadas em conta apenas os fluxos calculados com as integrais de suas respectivas gaussianas. Os fluxos da linha de $H\alpha$ e a razão $[N II]/H\alpha$ são mostradas na tabela 6.1. As características cinemáticas das linhas, as luminosidades das linhas de $H\alpha$, as luminosidades bolométricas e as razões de Eddington são mostradas na tabela 6.2. Vale lembrar que as luminosidade das linhas de $H\alpha$ não foram corrigidas para o efeito de avermelhamento nestas galáxias, pois a linha de $H\beta$ não foi detectada no espectro.

Ambas as galáxias possuem imagens de arquivo do HST. Para algumas destas imagens, foram construídas mapas de estruturas de acordo com a fórmula proposta por Pogge e Martini (2002), dada por

$$S = \left[\frac{I}{I \otimes P} \right] \otimes P^t, \quad (6.7)$$

onde S e P são, respectivamente, o mapa de estrutura e a PSF da imagem I . Neste caso, P^t é a transposta da PSF. As PSFs das imagens do HST foram construídas com o software ‘Tiny Tim’ (Krist et al., 2011). O mapa de estrutura da imagem da região de $H\alpha+[N II]$ analisada em conjunto com o mapa de estrutura da banda I de NGC 1399 revela uma emissão de gás ionizado na região central desta galáxia. No mapa de estrutura da banda

V, uma estrutura filamentar ao sul do centro desta galáxia é revelada, a qual pode estar relacionada com poeira. Já em NGC 1404, há um objeto puntiforme, localizado $0.7''$ à sudeste da região central da galáxia. Pela imagem V - I, este objeto deve ter uma cor mais azulada. Uma estrutura extensa de poeira está localizada $0.4''$ ao norte da região central deste objeto.

No caso de NGC 1399, uma eventual correção do efeito de avermelhamento na luminosidade da linha de $H\alpha$ não deve causar grandes alterações no resultado apresentado na tabela 6.2. Já em NGC 1404, provavelmente esse valor deve estar subestimado por causa da estrutura extensa de poeira detectada nesta galáxia, que pode estar na linha de visada do gás ionizado. As linhas em emissão de $H\alpha$ indicam, para NGC 1399 e NGC 1404, respectivamente, $L_{bol} \sim 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$ e $L_{bol} \sim 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$. Ambos os valores são compatíveis com as luminosidades bolométricas estimadas através da luminosidade em raios-x destas galáxias. Supondo-se $L_{bol} = 16L_X$ (Ho, 2008) com os valores de $L_X \sim 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$ (Grier et al., 2011) para NGC 1404 e $L_X < 9.7 \times 10^{38} \text{ erg s}^{-1}$ (O'Connell et al., 2005) para NGC 1399, temos $L_{bol} \sim 1.6 \times 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$ e $L_{bol} \sim 1.5 \times 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$ para NGC 1404 e NGC 1399, respectivamente.

Podemos analisar a emissão da linha de $H\alpha$ em ambas as galáxias no contexto do diagrama WHAN (ver seção 2.3.1 do capítulo 2). Para isto, medimos a largura equivalente da linha de $H\alpha$, resultando em $EW(H\alpha) = 0.06 \pm 0.01 \text{ \AA}$ e $0.24 \pm 0.03 \text{ \AA}$, para NGC 1399 e NGC 1404, respectivamente. Segundo os critérios de classificação, ambas as galáxias são passivas, ou seja, sem linhas em emissão. Na verdade, NGC 1404 está perto do limite de ser classificada como 'retired galaxy' (RG). Já NGC 1399 é uma rádio-galáxia clássica, onde quase toda a energia liberada pelo AGN deve ser mecânica. Em NGC 1404, além de uma fonte puntiforme detectada em raios-x, O'Connell et al. (2005) também relataram a presença de uma emissão extensa em raios-x, que pode ser originada de regiões circum-nucleares, como observadas em Seyferts 2. O fato é que o espectro de gás extraído do cubo de gás deve possuir um erro sistemático importante, proveniente da má subtração da componente estelar. Por outro lado, os resultados das luminosidades das linhas de $H\alpha$ são coerentes com os dados de raios-x para ambas as galáxias. Talvez a baixa razão de Eddington estimada para ambas as galáxias (-5.91 e -7.94 para NGC 1404 e NGC 1399, respectivamente) pode resultar em uma $EW(H\alpha)$ abaixo daquele proposto por Cid Fernandes

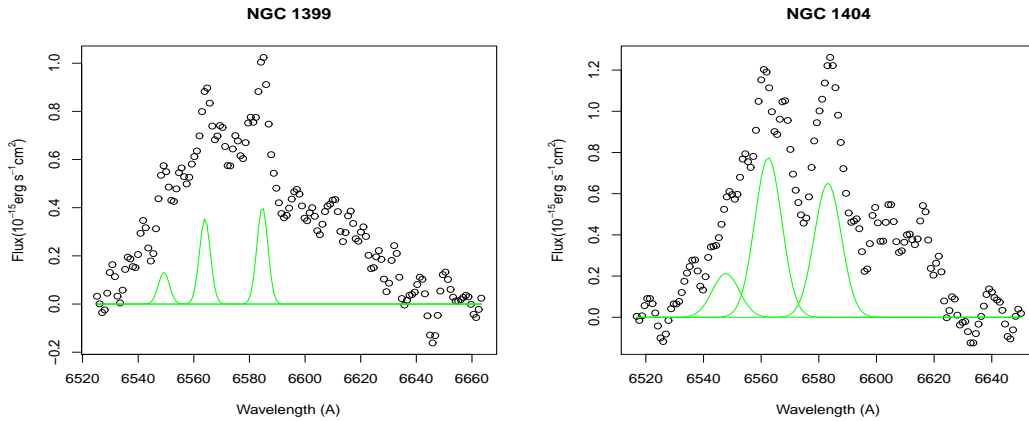


Figura 6.8: Linhas em emissão de $H\alpha$ e $[N II]\lambda\lambda 6548; 6583$ detectadas nas galáxias NGC 1399 e NGC 1404. Note que há uma componente larga superposta as linhas em emissão, a qual deve ser causada por uma subtração imprecisa da componente estelar. As gaussianas em verdes correspondem aos ajustes das linhas em emissão.

et al. (2011) para AGNs de baixa luminosidade.

6.3 Diagramas diagnósticos

Nos diagramas diagnósticos apresentados na figura 6.10, oito galáxias de nossa amostra foram inseridas juntamente com as galáxias do ‘Palomar survey’ (Ho et al., 1997a). Há uma intersecção razoável entre objetos de transição e LINERs no sistema proposto por Ho97 quando analisado o diagrama com a razão $[N II]/H\alpha$. Também neste diagrama, objetos que foram classificados como sendo de transição por Ho97 seriam definidos como LINERs ou Seyferts por Ke06. Com a razão $[O I]/H\alpha$, os objetos de transição segundo Ho97 estão localizados logo acima da linha teórica máxima para as regiões H II. Já a divisão entre LINERs e Seyferts parece ser semelhante em ambos os sistemas, apesar de que há algumas galáxias classificadas como Seyfert por Ho97 que seriam definidas como LINERs segundo Ke06.

As oito galáxias de nossa amostra analisadas com o diagrama diagnóstico são classificadas como LINERs, segundo a definição de Ke06. Na verdade, as galáxias IC 5181, NGC 1380 e NGC 3136 seriam classificadas, dentro dos erros, como objetos de transição segundo Ho97. No caso de NGC 1380, a presença de duas regiões H II e 3 AGNs, cujos objetos podem estar contribuindo com as razões de linhas nucleares, será discutida com

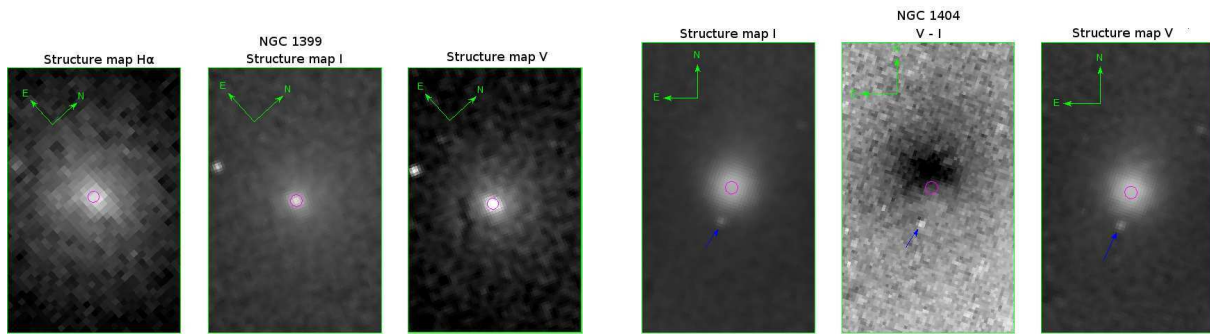


Figura 6.9: Imagens de arquivo do HST das galáxias NGC 1399 e NGC 1404. As imagens são apresentadas com o mesmo campo de visada e a mesma orientação das observações do GMOS IFU. O círculo em magenta refere-se à parte nuclear do bojo, cuja posição foi estimada através do ponto de máximo brilho no mapa de estruturas da banda I. Nas imagens V - I, a parte escura representa as regiões com maior extinção. Na galáxia NGC 1404, a flecha azul indica um objeto puntiforme azul, detectado nas imagens acima. Os mapas de estrutura foram construídos seguindo-se a fórmula proposta por Pogge e Martini (2002)

mais detalhes no capítulo 7. No capítulo 5, a Tomografia PCA revelou que há, pelo menos, dois objetos puntiformes na região central de NGC 3136. No capítulo 7, será mostrado que, além destes dois objetos, NGC 3136 possui mais fontes de fotoionização em seu centro. Também de acordo com a classificação de Ho97, a galáxia NGC 4546 possui um núcleo do tipo Seyfert, apesar de que os erros associados às medidas de $[O III]/H\beta$ neste objeto não permitem distingui-lo efetivamente de um LINER. Aliás, a região nuclear desta galáxia é a mais densa da amostra, além de ter os maiores valores de R_{edd} e L_{bol} , o que é compatível com o fato desta galáxia ser a única que está sobre a linha que divide LINERs de Seyferts na classificação com as linhas de $[S II]$. As outras 4 galáxias (IC 1459, ESO 208 G-21, NGC 2663 e NGC 7097) são definidas como LINERs em ambos os sistemas de classificação.

6.4 Discussões e conclusões

Em geral, os resultados apresentados neste capítulo são compatíveis com aqueles apresentados no capítulo 5. Neste capítulo, foram detectadas as linhas em emissão de NGC 1399 e NGC 1404. As luminosidades das linhas de $H\alpha$ em ambos os objetos são muito baixas. Isto deve causar uma variação de sinal com a mesma ordem do ruído no espectro total em ambas as galáxias, justificando-se a não detecção de suas linhas em emissão com a Tomografia PCA no capítulo 5. NGC 1380 e NGC 3136 possuem os maiores valores de $E(B-V)$ da amostra, cujos resultados são compatíveis com a correlação entre as linhas em

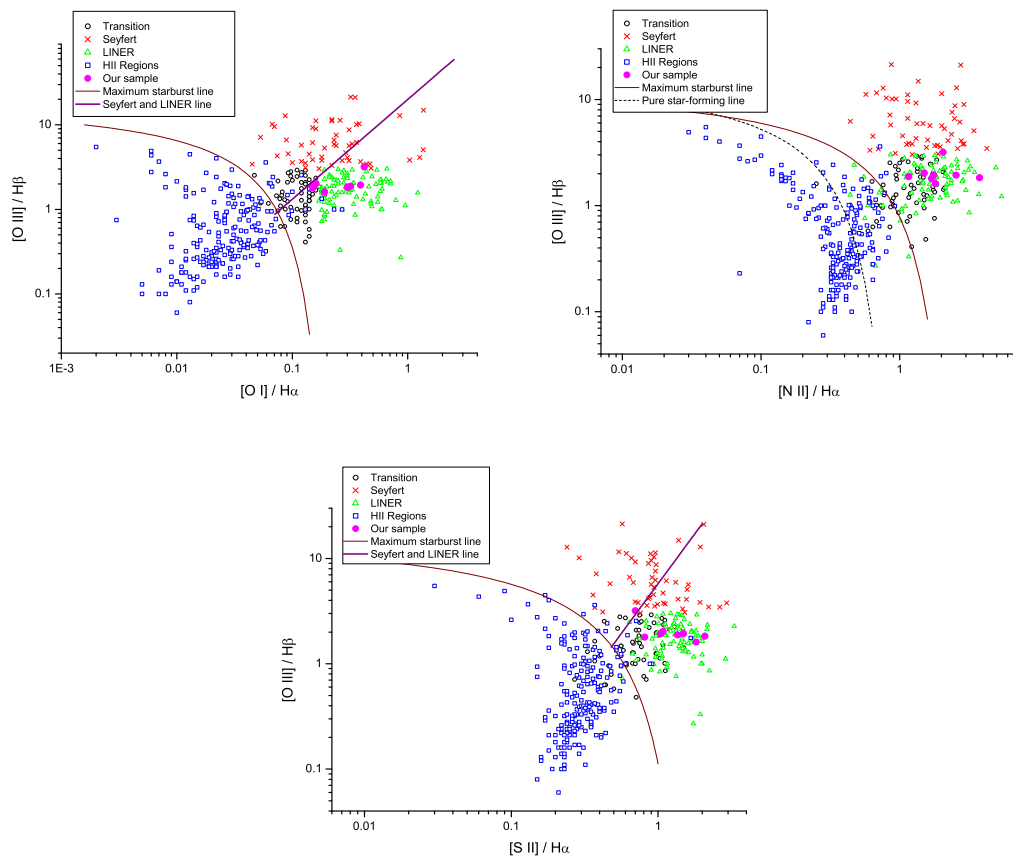


Figura 6.10: Diagramas BPT. As galáxias do ‘Palomar survey’ foram inseridas com o sistema de classificação proposto em Ho et al. (1997a). O sistema de classificação proposto em Kewley et al. (2006) também foi inserido nos diagramas.

emissão e a parte vermelha do contínuo, detectada com a Tomografia PCA. Entretanto, as galáxias NGC 7097 e ESO 208 G-21 também revelaram um avermelhamento na região nuclear através de seus autoespectros 2 no capítulo 5, embora seus $E(B-V) \sim 0$. Nestes casos, são propostas algumas explicações. Uma delas é que o fluxo da BLR na linha de $H\alpha$ destas galáxias estão superestimados. Isto subestima a medida do fluxo da linha de $H\alpha$ correspondente à NLR, diminuindo a razão $H\alpha/H\beta$. Entretanto, a luminosidade da componente larga da linha de $H\alpha$ em NGC 7097 é da mesma ordem de grandeza das outras 4 galáxias cuja BLR foi detectada. Além do mais, o ajuste da componente larga no duplete de [O I] parece razoável. A outra proposta é que apenas o AGN desta galáxia possui poeira em sua linha de visada, causando um avermelhamento somente do ‘featureless continuum’. Uma possibilidade é que, tanto em NGC 7097 e ESO 208 G-21 como nas demais galáxias da amostra, $R_{Edd} < -3$. Nestes casos, a SED apresentada na figura 2.2 sugere um ‘featureless continuum’ no óptico e no IR mais avermelhado, o que também seria detectado pela Tomografia PCA.

Todas as galáxias da amostra apresentam algum tipo de atividade nuclear. Em geral, elas podem ser classificadas como LINERs, dentro das incertezas. Porém, outras classificações não podem ser descartadas. A galáxia NGC 4546 está no limite da classificação entre LINERs e Seyferts. Sua razão de Eddington é a maior entre as galáxias da amostra, além de que, dentro dos erros, seu AGN só não é mais luminoso que aquele presente na galáxia IC 1459, o que torna a classificação de NGC 4546 como Seyfert compatível com o que é previsto pela distribuição de L_{bol} e R_{Edd} feita com as galáxias da amostra de Palomar (ver figura 9 de Ho 2008).

Nas galáxias NGC 1399 e NGC 1404, as linhas em emissão de $H\alpha$ e [N II] foram detectadas no espectro de gás extraído da região nuclear destes objetos. Adicionalmente, em NGC 1399, o mapa de estruturas da imagem das linhas de $H\alpha$ + [N II] revelaram a presença de gás ionizado na região central desta galáxia. Comparando-se as luminosidades das linhas de $H\alpha$ com os dados em raios-x, NGC 1399 e NGC 1404 devem possuir AGNs de baixa luminosidade, embora as $EW(H\alpha)$ sugerirem que esta emissão seja muito fraca para ser produzida por núcleos ativos. Na verdade, a detecção de um objeto puntiforme no UV e de jatos em rádio na galáxia NGC 1399 (O’Connell et al., 2005; Shurkin et al., 2008) não deixam dúvidas sobre a existência de um AGN nesta galáxia. Já em NGC 1404,

segundo [Grier et al. \(2011\)](#), a combinação entre os dados de raios-x com dados no IR do 2MASS resultam em uma luminosidade bolométrica alta o suficiente para esta galáxia possuir um AGN. Embora a subtração da componente estelar em ambos os objetos seja bastante imprecisa, o que pode estar causando os baixos valores de $EW(H\alpha)$ estimados, as linhas em emissão mostradas na figura 6.8 devem ser resultantes, ao menos em uma boa parte, da fotoionização dos AGNs destes objetos.

Um dos resultados mais surpreendentes deste capítulo foi a detecção da BLR no duplete de [O I] $\lambda\lambda$ 6300; 6363. A presença desta componente neste duplete e a não detecção desta mesma componente na linha de [O III] λ 5007 implica em uma BLR com n_e entre 7×10^5 e $1.8 \times 10^6 \text{ cm}^{-3}$ (valores da densidade crítica das linhas de [O III] λ 5007 e de [O I] $\lambda\lambda$ 6300; 6363, respectivamente - [Peterson 1997](#); [Osterbrock e Ferland 2006](#)) nestas quatro galáxias. Há modelos de formação para as BLR baseados em condensação de gás criada por ventos causados por pressão de radiação (ver seção 2.4). Um deles, proposto por [Nicastro \(2000\)](#), implica que componentes largas nas linhas permitidas em objetos com $R_{\text{edd}} < 10^{-3}$ não devem ser observadas. As seis galáxias com BLR detectadas em nossa amostra violam este limite em pelo menos 1 ordem de grandeza. Contudo, vale lembrar que os valores da razão de Eddington apresentados na tabela 6.2 são bastante imprecisos. Já no modelo de [Elitzur e Shlosman \(2006\)](#), os autores argumentaram que o toro de poeira não deve estar presente em objetos cuja $L_{\text{bol}} < 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$, mas que o desaparecimento da BLR pode ocorrer em luminosidades mais baixas. Neste cenário, essas 6 galáxias devem possuir tanto o toro de poeira como as BLRs. A detecção da BLR no duplete de [O I] $\lambda\lambda$ 6300; 6363 deve impor um novo vínculo aos modelos de formação de BLR em LINERs, ao menos para a densidade eletrônica dessas regiões. Em galáxias Seyfert, $n_e \sim 10^9 \text{ cm}^{-3}$ ([Peterson, 1997](#); [Osterbrock e Ferland, 2006](#)), porém nestes objetos, ambos os parâmetros R_{edd} e L_{bol} são maiores, em média, do que em LINERs. [Ho \(2008\)](#) argumentou que é difícil dizer qual das duas variáveis controla efetivamente a formação (ou o desaparecimento) da BLR. Talvez o fato de que galáxias Seyfert possuam mais material gasoso em sua região central ([Ho et al., 2003](#)) explique a menor densidade da BLR encontrada nos LINERs. Vale lembrar que a nossa amostra é estatisticamente incompleta e que as luminosidades bolométricas apresentadas na tabela 6.3 estão longe de serem precisas, o que impede uma investigação mais profunda sobre as características de BLRs em LINERs, ao menos no contexto apresentado acima.

As conclusões do presente capítulo são:

- Detectamos linhas em emissão em todas as galáxias da amostra. Das 10 galáxias, quatro são LINERs genuínos. Em NGC 4546, as razões de linhas apontam que esta galáxia está no limite da distinção entre LINERs e Seyferts. As galáxias IC 5181, NGC 3136 e NGC 1380 são LINERs, mas podem ser classificadas, dentro dos erros, como objetos de transição no sistema de classificação proposto por Ho97.
- Em NGC 1399 e NGC 1404, cujas linhas em emissão não haviam sido detectadas com a técnica da Tomografia PCA no capítulo 5, as linhas de $H\alpha$ e de $[N II]\lambda\lambda 6548; 6583$ estão presentes. A comparação entre as luminosidades das linhas de $H\alpha$ com dados de raios-x implicam que ambas as galáxias devem estar sendo fotoionizadas por um AGNs. Pelo menos em NGC 1399, já havia evidências anteriores de que esta galáxia hospedava um AGN em sua região central. A razão $[N II]/H\alpha$ associada à baixa luminosidade e razão de Eddington destes dois objetos implica que os AGNs de ambas as galáxias podem ser classificados como LINERs.
- Em seis galáxias da amostra, a BLR foi detectada nas linhas permitidas. Este resultado é compatível com o modelo de fotoionização por AGNs para os LINERs presentes nestas 6 galáxias.
- Destas 6 galáxias citadas acima, em cinco a BLR foi também detectada no duplete de $[O I]\lambda\lambda 6300; 6363$. Isso implica em uma densidade eletrônica do gás para esta região de $\sim 10^6 \text{ cm}^{-3}$ e em um novo vínculo para modelos de BLRs em LINERs, ao passo que para a NLR, encontramos $n_e \sim 145$ a 760 cm^{-3} .
- Os desvios para o vermelho observados nas velocidades radiais das BLRs devem ser causados pelo efeito do ‘redshift’ gravitacional dos SMBHs. Os raios da BLR estimados através deste efeito são semelhantes aos raios estimados para os toros molecular e de poeira. Ambos os raios são da ordem $\sim 10^{-2} \text{ pc}$
- As 10 galáxias da amostra possuem uma razão de Eddington $R_{edd} < -3$. Neste regime, a SED é bastante peculiar em relação aos AGNs com luminosidades mais altas. A previsão é que nestes objetos, o ‘big blue bump’ esteja ausente e que, no óptico e no IR, o ‘featureless continuum’ seja mais avermelhado. Esta última característica foi

detectada com a Tomografia PCA em, pelo menos, 6 objetos, embora não seja possível mensurar com os autoespectros qual a contribuição do avermelhamento resultante da extinção causada por poeira.

Propriedades da emissão circumnuclear

No capítulo 5, foram detectadas emissões extensas de gás em 8 galáxias da amostra. Entretanto, a única informação extraída com a tomografia PCA foi que estas regiões possuem um comportamento cinemático que, em 7 galáxias, foi interpretado como um disco de gás ionizado. A exceção foi a galáxia NGC 3136, que, embora a tomografia PCA tenha detectado uma cinemática correspondente a uma região extensa, é provável que o gás ionizado não esteja sob a forma de um disco em rotação. Em NGC 7097, adicionalmente ao disco de gás, Ricci et al. (2011) detectaram também um cone de ionização na direção perpendicular ao disco.

Através dos cubos de gás, que são os cubos de dados das galáxias subtraídos das componentes estelares (ver seção 6.1), é possível analisar os espectros do gás ionizado presente nas regiões circumnucleares das galáxias da amostra. Além disso, mapas de fluxo e de largura equivalente das linhas em emissão são importantes na caracterização destas emissões extensas de gás e, também, na detecção de objetos que possam estar presentes nas regiões mais afastadas do núcleo, como por exemplo, regiões H II. Mapas cinemáticos, tanto da velocidade radial como da dispersão de velocidades, devem fornecer informações adicionais aos resultados da tomografia PCA, como, por exemplo, verificar se os discos de gás possuem uma rotação kepleriana.

Com a caracterização dos espectros das regiões circumnucleares, adicionada à análise dos mapas de fluxo da linha de H α , é possível verificar se as regiões circumnucleares nas galáxias cujos AGNs foram detectados são fotoionizados apenas por estes objetos nucleares, ou se outras fontes de fotoionização (como por exemplo estrelas pAGBs) são necessárias para se explicar as emissões extensas de gás observadas nestas galáxias. Isto pode ser

feito calculando-se qual o raio do gás ionizado cujos fótons ionizantes sejam produzidos apenas por um AGN. Se há uma emissão importante da linha de $H\alpha$ além deste raio, então provavelmente há outras fontes de fotoionização além do AGN.

Este capítulo é dividido da seguinte forma: espectros representativos das regiões circumnucleares de cada uma das galáxias da amostra são discutidos na seção 7.1. Na seção 7.2, apresentamos diagramas diagnósticos com os resultados extraídos dos espectros representativos das regiões circumnucleares. Na seção 7.3, são apresentados mapas de fluxos, das larguras equivalentes e da cinemática das linhas de $H\alpha$ e de $[N II]$. Na mesma seção, são mostrados os mapas das regiões de alta e baixa densidade de gás, além dos mapas com os valores da densidade do gás em cm^{-3} . Na seção 7.4, calculamos os raios de gás ionizado que os AGNs detectados nas galáxias da amostra são capazes de produzir. Na seção 7.7, discutimos os casos das galáxias NGC 1380 e NGC 3136, cujas regiões circumnucleares apresentam claramente outras fontes de fotoionização compactas, além de seus AGNs. Na seção 7.6, analisamos imagens de domínio público do HST para 4 galáxias da amostra. Finalmente na seção 7.8 discutimos os resultados e apresentamos as conclusões deste capítulo.

7.1 Propriedades das linhas em emissão circumnuclear

Espectros representativos da região circumnuclear foram extraídos dos cubos de gás das oito galáxias da amostra nas quais foram detectadas emissões extensas de gás com a técnica da tomografia PCA no capítulo 5. Primeiramente, para cada cubo de gás, foram somados todos os espectros dentro de uma região circular, cujo raio é limitado pela dimensão x do cubo. Como cada cubo de gás possui dimensões espaciais distintas (devido principalmente à correção do efeito da refração diferencial atmosférica) e também por causa da posição do núcleo de cada galáxia no campo de visada do cubo, os raios de extração dos espectros variam para cada galáxia. Estes raios são apresentados na tabela 7.1. Do espectro resultante desta soma, subtraiu-se o espectro da região nuclear, neste caso representado pela soma de todos os espectros do cubo de gás dentro de um raio igual a 2.1 vezes as FWHMs das PSFs dos cubos de gás. Este fator de 2.1 foi considerado para evitar ao máximo uma contribuição nuclear aos espectros das regiões circumnucleares. Entretanto, nota-se na figura 7.1 que em algumas galáxias, ainda há sinal de uma componente larga

da linha de $H\alpha$. Em 6 galáxias da amostra, tais FWHMs são apresentadas na tabela 6.3. Em NGC 1380 e NGC 3136, as FWHMs consideradas foram aquelas dos ‘seeing’ das observações.

Os perfis das linhas dos espectros das regiões circumnucleares foram ajustados com o mesmo procedimento utilizado para os espectros das regiões nucleares, o qual é descrito na seção 6.2. As linhas em emissão foram ajustadas com duas gaussianas por linha, com exceção das galáxias NGC 1380, IC 5181 e NGC 2663, cujos perfis são ajustados com apenas uma gaussiana por linha em emissão. Foram ajustadas primeiramente as linhas do $[S\ II]\lambda\lambda 6716; 6731$. Para as demais linhas em emissão, os únicos parâmetros livres dos ajustes foram as amplitudes das gaussianas, uma vez que as larguras e as velocidades radiais de cada gaussiana foram vinculadas àquelas encontradas para as linhas do $[S\ II]$. A figura 7.1 mostra a faixa espectral contendo as linhas de $H\alpha$ e $[N\ II]$ dos espectros das regiões circumnucleares das oito galáxias analisadas neste capítulo, enquanto a figura 7.2 mostra as linhas de $H\beta$ e $[O\ III]$ destes mesmos espectros. As luminosidades das linhas de $H\alpha$ (corrigidas de efeitos de avermelhamento, com exceção de NGC 2663, cujo caso será discutido ao final da seção) e as densidades representativas das regiões circumnucleares, estimadas através da razão $[S\ II]\lambda 6716/[S\ II]\lambda 6731$ (ver figura 6.3), são mostradas na tabela 7.1. Também nesta tabela, são apresentadas as massas do gás ionizado, calculadas com a equação 6.2. As razões $H\alpha/H\beta$, $[N\ II]/H\alpha$, $[S\ II]/H\alpha$, $[O\ I]/H\alpha$, $[O\ III]/H\beta$, $[N\ I]/H\beta$ são mostradas na tabela 7.2. Os excessos de cor $E(B-V)$, também mostrados na tabela 7.2, foram calculados através da razão $H\alpha/H\beta$ medida, utilizando-se a curva de extinção de Cardelli et al. (1989), supondo-se uma razão $H\alpha/H\beta$ intrínseca de 3.1 e $R_V = 3.1$.

As regiões anulares das quais foram extraídos os espectros das regiões circumnucleares são espacialmente resolvidas. Isto permite o cálculo do ‘filling factor’, que é o preenchimento de gás dentro dos volumes destas cascas esféricas. O ‘filling factor’ f é dado por

$$f = \frac{L(H\alpha)}{3.1 V n_e^2 1.24 \times 10^{-25}}, \quad (7.1)$$

onde V é o volume da casca esférica da região circumnuclear e n_e é a sua densidade eletrônica. O fator 1.24×10^{-25} é a emissividade da linha de $H\beta$ supondo-se caso B e $T = 10000$ K (Osterbrock e Ferland, 2006). O fator 3.1 é a razão $H\alpha/H\beta$ intrínseca para LINERs. Nós calculamos o valor de f para oito galáxias da amostra. Os resultados são

Nome	$\log L(\text{H}\alpha)$	n_e	raio	f	M_{ion}
	(1)	(2)	(3)	(4)	(5)
ESO 208 G-21	39.68±0.25	80	1.45	1.3×10^{-2}	1.3×10^5
IC 1459	40.45±0.13	105	1.4	9.8×10^{-3}	5.9×10^5
IC 5181	40.05±0.38	150	1.4	2.5×10^{-3}	1.6×10^5
NGC 1380	39.75±0.14	150	1.35	3.7×10^{-3}	8.1×10^4
NGC 2663	39.59±0.75*	400	1.45	1.8×10^{-3}	2.9×10^5
NGC 3136	41.34±0.28	130	1.2	1.2×10^{-1}	3.7×10^6
NGC 4546	40.04±0.25	130	1.45	8.6×10^{-3}	1.8×10^5
NGC 7097	39.69±0.10	90	1.3	2.9×10^{-3}	1.2×10^5

Tabela 7.1 - Características físicas das componentes circumnucleares das galáxias. (1) - Luminosidade da linha de H α em erg s $^{-1}$, (2) - Densidade eletrônica em cm $^{-3}$, (3) - Raio, em segundos de arco, da extremidade externa da casca esférica de onde foram extraídos os espectros das regiões circumnucleares, (4) - Filling factor, (5) - Massa do gás ionizado, em massas solares. No caso de NGC 2663, a luminosidade da linha de H α é apresentada considerando-se E(B-V) = 0, já que a detecção da linha de H β neste objeto é bastante incerta.

Nome	$f(\text{H}\alpha)_n$	$(\text{H}\alpha/\text{H}\beta)_n$	E(B-V)	[N II]/H α	[S II]/H α	[O I]/H α	[O III]/H β	[N I]/H β
ESO 208 G-21	139±7	2.94±0.53	-0.05±0.17	1.37±0.09	1.21±0.09	0.10±0.02	1.43±0.28	0.15±0.08
IC 1459	321±11	3.05±0.19	-0.01±0.06	1.79±0.08	1.12±0.06	0.21±0.03	1.41±0.10	0.59±0.04
IC 5181	150±4	2.93±0.14	-0.05±0.04	1.16±0.04	0.79±0.02	0.18±0.02	2.04±0.10	0.47±0.04
NGC 1380	71±3	4.18±0.28	0.29±0.06	1.23±0.06	0.76±0.04	0.09±0.01	0.99±0.08	0.29±0.06
NGC 2663	45±4	9.30±6.74	1.06±0.70	1.37±0.16	0.50±0.06	0.33±0.10	0.48±0.64	-0.13±0.39
NGC 3136	368±15	7.48±1.48	0.85±0.19	1.64±0.09	1.13±0.05	0.14±0.02	3.45±0.69	0.01±0.07
NGC 4546	317±14	2.90±0.25	-0.06±0.08	1.32±0.08	0.85±0.05	0.20±0.02	2.51±0.21	0.14±0.04
NGC 7097	43±2	2.71±0.22	-0.13±0.08	0.99±0.07	1.09±0.07	0.23±0.03	1.54±0.13	0.01±0.01

Tabela 7.2 - Fluxos das linhas em emissão detectadas no espectro das regiões circumnucleares de oito galáxias da amostra. O fluxo da linha de H α está em unidades de 10^{-15} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$. O parâmetro E(B-V) é o excesso de cor do gás, calculado através da razão H α /H β .

mostrados na tabela 7.1. Em seis galáxias, os valores de f são da ordem de 10^{-3} . Já em ESO 208 G-21 e NGC 3136, os ‘filling factors’ são maiores em relação aos demais objetos, com valores de 1.3×10^{-2} e 1.2×10^{-1} , respectivamente.

As luminosidades das linhas de H α das regiões circumnucleares são bastante semelhantes às encontradas para a região nuclear. A principal exceção é a galáxia NGC 3136, cuja luminosidade da região circumnuclear é 10 vezes maior que a nuclear. As densidades eletrônicas das regiões circumnucleares são sistematicamente menores do que nas regiões nucleares. Estes resultados são coerentes com as propostas de que a densidade eletrônica possui um gradiente radial negativo (Filippenko e Sargent, 1988; Ho et al., 1996). Uma exceção é a galáxia NGC 2663, cuja região circumnuclear é mais densa do que a região

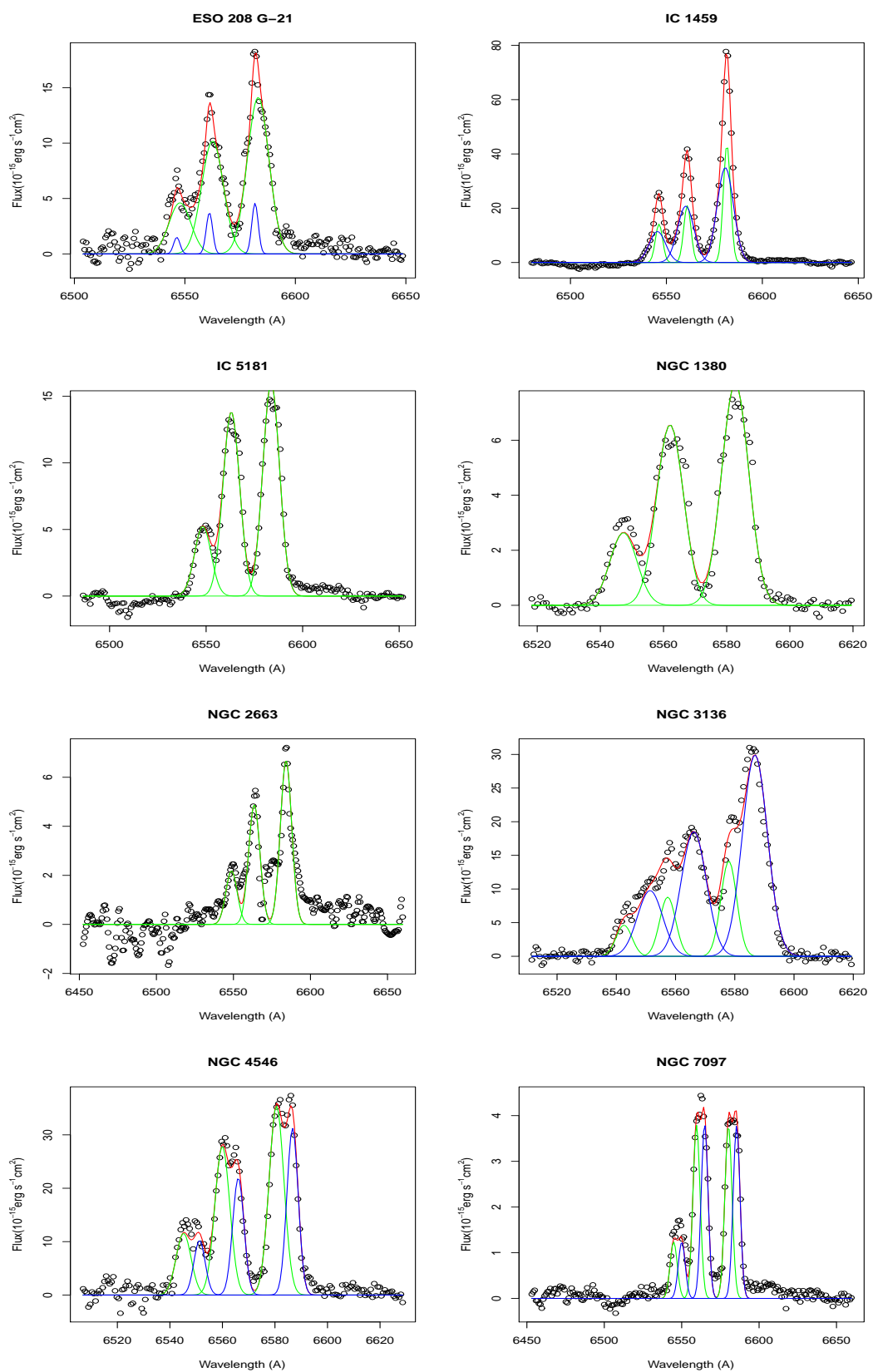


Figura 7.1: Linhas em emissão de $H\alpha$ e $[N II]\lambda\lambda 6548, 6583$ detectadas nas regiões circumnucleares de 8 galáxias da amostra. As gaussianas correspondem à decomposição das linhas em emissão. As linhas em verde e em azul representam as duas gaussianas correspondentes às componentes estreitas das linhas. Em vermelho estão as somas de todas as gaussianas, que descrevem os perfis gerais desta região do espectro.

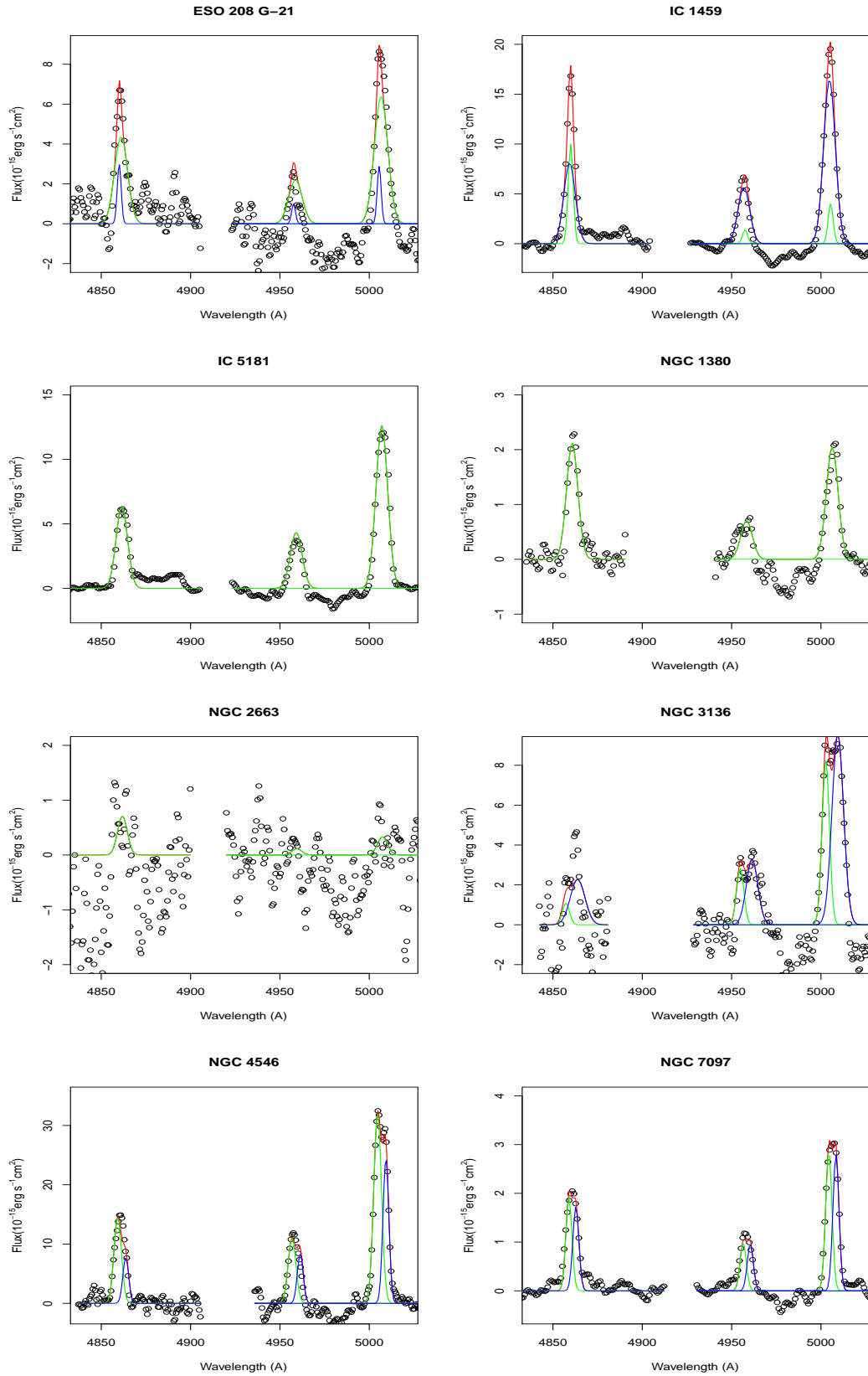


Figura 7.2: Linhas em emissão de $H\beta$ e $[O III]\lambda\lambda 4959; 5007$ detectadas nas regiões circumnucleares de 8 galáxias da amostra. Em todas as galáxias, foi aplicado um filtro ‘smooth’ para melhorar a visualização dos dados, embora o ajuste das linhas tenha sido feito com os espectros originais.

nuclear. A massa do gás ionizado nas regiões circumnucleares é da ordem de $10^5 M_{\odot}$, com exceção de NGC 3136, cuja massa é da ordem de $10^6 M_{\odot}$. Isto implica que estas regiões são mais massivas do que as componentes de gás nucleares.

Em 5 galáxias da amostra, os valores de $E(B-V)$ são compatíveis com zero, ou seja, não há um avermelhamento importante nas regiões circumnucleares destes objetos. Em NGC 1380 e NGC 3136, há um avermelhamento importante nesta região. Deve ser lembrado que estas duas galáxias já apresentavam os maiores valores de $E(B-V)$ em suas regiões nucleares. Já o resultado de $E(B-V)$ para NGC 2663 não deve ser real, já que a detecção da linha de $H\beta$ (e também do duplete de $[O III]$) neste objeto é bastante incerta, como pode ser vista na figura 7.2.

7.2 Diagramas diagnóstico

Assim como na seção 6.3, os diagramas diagnósticos foram utilizados para a classificação das regiões circumnucleares destas oito galáxias da amostra. Também neste caso, foram utilizados diagramas do tipo BPT, com os critérios de classificação de Ho97 e de Ke06, cujas definições foram apresentadas na seção 6.3. Os resultados da tabela 7.2 foram inseridos nos diagramas $[N II]/H\alpha$ x $[O III]/H\beta$, $[O I]/H\alpha$ x $[O III]/H\beta$ e $[S II]/H\alpha$ x $[O III]/H\beta$, juntamente com os resultados do ‘Palomar Survey’ (Ho et al., 1997a). Estes diagramas são apresentados na figura 7.3.

Das oito galáxias analisadas, em 5 os espectros das regiões circumnucleares possuem razões de linhas típicas de LINERs. São elas IC 1459, IC 5181, NGC 4546 e NGC 7097. A galáxia NGC 3136 possui tal região com razões de linhas típicas de uma Seyfert no critério de Ho97 e analisando-se a razão $[O I]/H\alpha$ no critério de Ke06. Porém, se levada em conta a razão $[S II]/H\alpha$, este objeto é classificado como um LINER no sistema de Ke06. Já em NGC 1380 e ESO 208 G-21, as emissões circumnucleares possuem uma natureza de objeto de transição, embora a posição da galáxia ESO 208 G-21 no diagrama $[O III]/H\beta$ x $[O I]/H\alpha$ coincida com a linha que divide Seyferts de LINERs no critério de Ke06. O caso de NGC 2663 deve ser analisado com cautela. Note que nos 3 diagramas apresentados na figura 7.3, esta galáxia está isolada dos demais objetos da amostra, já que possui uma razão $[O III]/H\beta$ razoavelmente menor. Aliás, no diagrama $[S II]/H\alpha$ x $[O III]/H\beta$, sua componente circumnuclear é típica de uma região H II. Entretanto, a razão $[O III]/H\beta$

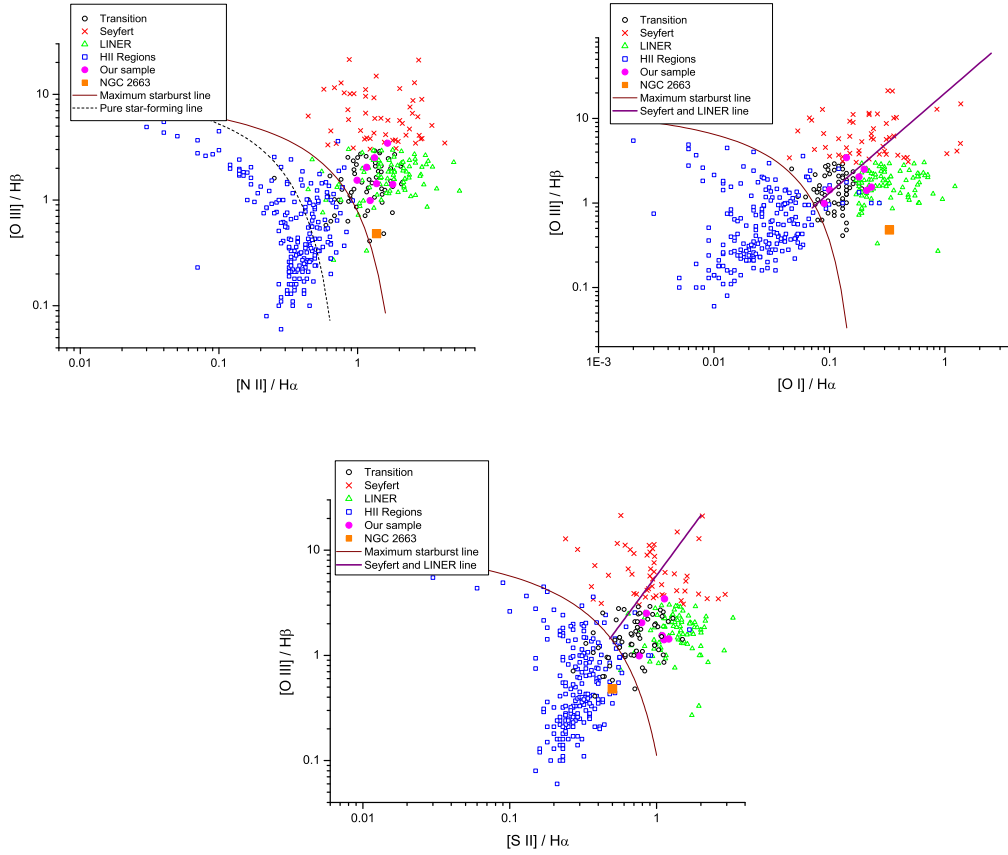


Figura 7.3: Diagramas BPT com as razões de linhas medidas nos espectros das regiões circumnucleares de oito galáxias da amostra. Tais razões são apresentadas na tabela 7.2. As galáxias do ‘Palomar survey’ foram inseridas com o critério de classificação proposto em Ho et al. (1997a) (Ho97). O critério de classificação proposto em Kewley et al. (2006) (Ke06) também foi inserido nos diagramas. A galáxia NGC 2663 é destacada pois as medidas da razão $[O III]/H\beta$ são imprecisas e, por isso, a classificação de sua componente circumnuclear é bastante incerta.

calculada não deve ser real, já que ambas as linhas são bastante incertas no espectro da região circumnuclear deste objeto.

7.3 Mapas da emissão circumnuclear

Em geral, os mapas foram construídos ajustando-se gaussianas às linhas em emissão de interesse em cada espectro de um determinado cubo de gás. Previamente aos ajustes, nós subtraímos as componentes largas das linhas de $H\alpha$, correspondente às BLRs, de cada espectro do cubo de gás das galáxias ESO 208 G-21, IC 1459, IC 5181, NGC 2663, NGC 4546 e NGC 7097. Para isto, nós construímos cubos de dados cujos espectros possuíam

apenas a componente larga da linha de $H\alpha$. Isto foi feito criando-se uma imagem gaussiana normalizada¹ (i.e., a soma de todos os pixels desta imagem é igual a 1), com a FWHM igual ao ‘seeing’ das observações, apresentados na tabela 4.2. Em seguida, cada pixel desta imagem foi multiplicado pelo espectro contendo apenas a componente larga da linha de $H\alpha$, o qual foi representado também por uma gaussiana, cujos valores de velocidade radial, fluxo e FWHM são iguais àqueles medidos nos espectros das regiões nucleares das galáxias (ver tabela 6.3). Estes cubos contendo apenas as BLRs das galáxias possuem as mesmas dimensões espaciais e espectrais dos seus respectivos cubos de gás. A subtração da componente larga de $H\alpha$ implica que os mapas cujas informações foram extraídas das linhas de $H\alpha$ e de $[N II]$ correspondem apenas às suas componentes estreitas (no caso de $[N II]$, sem a contaminação da componente larga da linha de $H\alpha$), inclusive nas regiões nucleares destas seis galáxias. Como não foram construídos mapas envolvendo as emissões de $H\beta$ e de $[O I]\lambda\lambda 6300; 6363$, não subtraímos as componentes largas correspondentes a estas linhas.

Para cada espectro dos cubos de gás, o procedimento de ajuste das gaussianas é similar ao que foi descrito na seção 6.2. Entretanto, nas regiões mais afastadas do núcleo, o sinal/ruído dos espectros não é alto o suficiente para se ajustar mais do que uma gaussiana por linhas em emissão. Assim, cada linha em emissão foi descrita por apenas uma gaussiana. Alias, nas galáxias NGC 1380 e NGC 2663, os mapas não cobrem toda a dimensão espacial dos cubos de gás, já que não foram detectadas linhas em emissão em determinadas regiões destas galáxias. No caso de NGC 1380, não há emissão de gás na parte superior do FOV. Já em NGC 2663, apenas na região mais próxima ao núcleo foi possível mapear as linhas em emissão.

Foram construídos mapas da cinemática do gás, dos fluxos e das larguras equivalentes das linhas de $H\alpha$ e de $[N II]\lambda 6583$. Também extraímos mapas das regiões de alta e baixa densidade do gás, além do mapa da densidade do gás. Nestes casos, utilizamos as linhas de $[S II]\lambda\lambda 6716, 6731$. Cada mapa será descrito nas subseções seguintes.

¹ Neste caso é uma gaussiana normalizada. Não confundir com a gaussiana utilizada para se extrair os espectros de objetos puntiformes, cujo **pico** é igual a 1.

7.3.1 A cinemática das regiões circumnucleares.

Neste caso, foram ajustadas as linhas de [N II] $\lambda\lambda$ 6548,6583 e de H α em cada espectro dos cubos de gás. Para cada espectro, a razão [N II] λ 6583/[N II] λ 6548 = 3.06 foi fixada para o ajuste. Foram extraídas as velocidades radiais e as dispersões de velocidade de cada espectro dos cubos de gás das galáxias da amostra. Para o ajuste, foi utilizada a separação em comprimentos de onda das linhas de [N II] e de H α medidas em laboratório (ver seção 6.2). Em outras palavras, há apenas uma medida de velocidade radial por espectro em cada cubo de gás. As larguras dos perfis gaussianos das três linhas são fixadas para o mesmo valor no ajuste, o que gera apenas uma dispersão de velocidades por espectro. As dispersões de velocidade foram corrigidas do efeito do alargamento instrumental das linhas fazendo-se $FWHM_{observada}^2 = FWHM_{medida}^2 - FWHM_{instrumental}^2$, onde os valores da $FWHM_{instrumental}$ são referentes às resoluções espectrais dos cubos de dados apresentados na tabela 4.2. Os mapas cinemáticos são apresentados nas figuras 7.4a, 7.4b, 7.4c e 7.4d para oito galáxias da amostra.

Nota-se que há um padrão de rotação de gás nos mapas da velocidade radial destas oito galáxias. Medimos os ângulos de posição destes padrões para oito galáxias da amostra utilizando o método de ajuste de ângulo de posição da cinemática global descrito em Krajnović et al. (2006), cujos resultados são apresentados na tabela 7.3.

Nome	P.A. _{gas}
ESO 208 G-21	-67°
NGC 1380	-165°
IC 1459	-4°
NGC 7097	-13°
IC 5181	-32°
NGC 4546	-128°
NGC 2663	-112°
NGC 3136	76°

Tabela 7.3 - Ângulos de posição dos padrões de rotação do gás detectados nos mapas da velocidade radial em oito galáxias da amostra. Com exceção de NGC 3136, todas as galáxias acima possuem um disco de gás em rotação, o que implica que os P.A. medidos acima são representativos para tais discos.

Adicionalmente aos mapas cinemáticos, são apresentados perfis 1D ao longo do P.A. apresentado na tabela 7.3 e na direção perpendicular ao P.A.. Ambos os perfis passam pela região nuclear da galáxia. Com exceção de NGC 1380, cuja posição do centro da galáxia será discutida no capítulo 8, as posições dos núcleos das demais galáxias da amostra

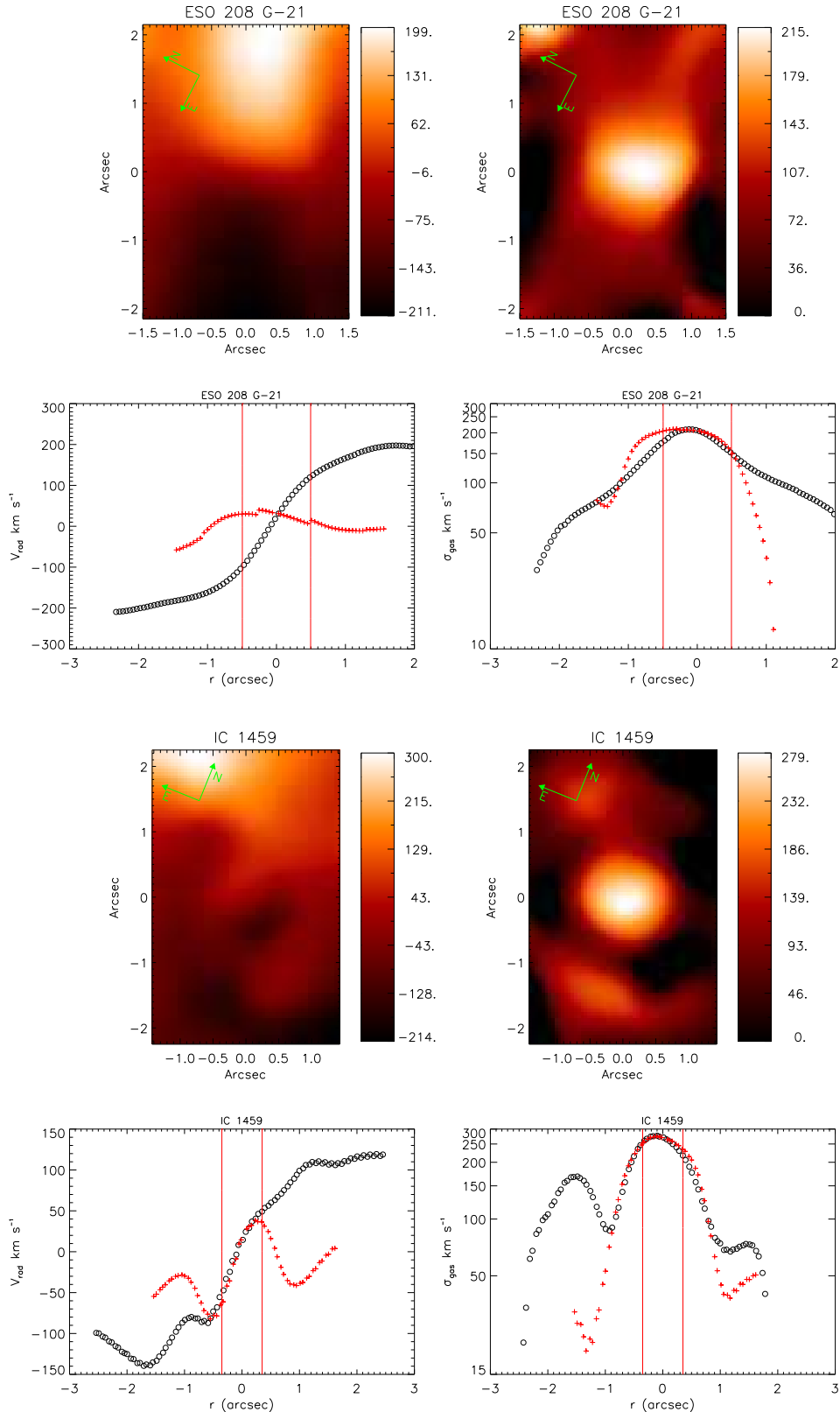


Figura 7.4a: Esquerda: mapa da velocidade radial do gás, em km s^{-1} , derivada a partir das linhas de $[\text{N II}]+\text{H}\alpha$. Direita: mapa da dispersão de velocidades do gás em km s^{-1} . Nos perfis, os círculos pretos foram extraídos na direção paralela ao ângulo de posição do disco de gás (ver tabela 7.3), enquanto as cruzes vermelhas são os pontos extraídos na direção perpendicular aos discos de gás. As linhas verticais paralelas em vermelho delimitam o FWHM das PSFs das observações, as quais são mostradas na tabela 6.3, com exceção de NGC 1380 e NGC 3136, onde tais FWHMs = ‘seeing’ de suas observações.

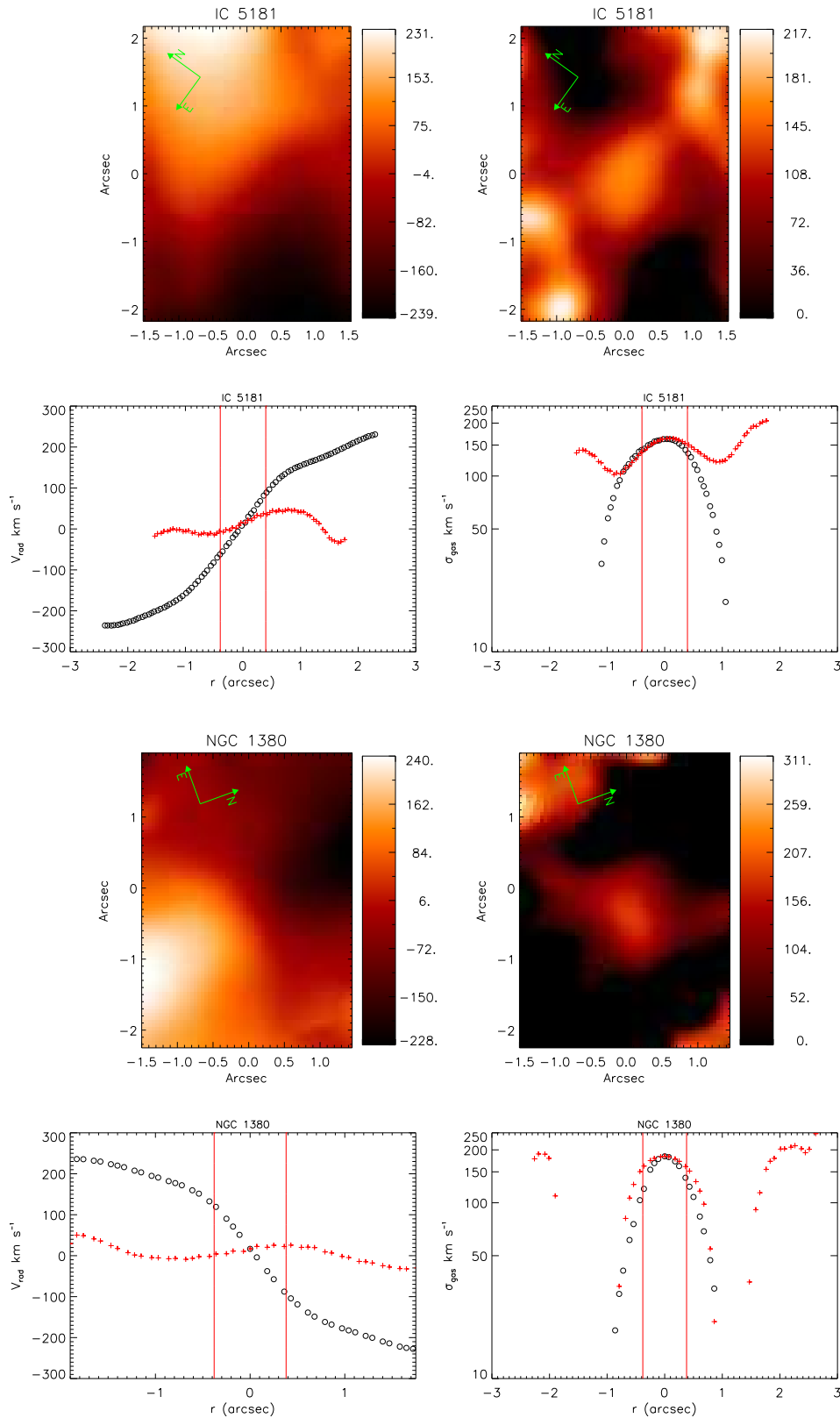


Figura 7.4b: Esquerda: mapa da velocidade radial do gás, em km s^{-1} , derivada a partir das linhas de $[\text{N II}]+\text{H}\alpha$. Direita: mapa da dispersão de velocidades do gás em km s^{-1} . Nos perfis, os círculos pretos foram extraídos na direção paralela ao ângulo de posição do disco de gás (ver tabela 7.3), enquanto as cruzes vermelhas são os pontos extraídos na direção perpendicular aos discos de gás. As linhas verticais paralelas em vermelho delimitam o FWHM das PSFs das observações, as quais são mostradas na tabela 6.3, com exceção de NGC 1380 e NGC 3136, onde tais FWHMs = ‘seeing’ de suas observações.

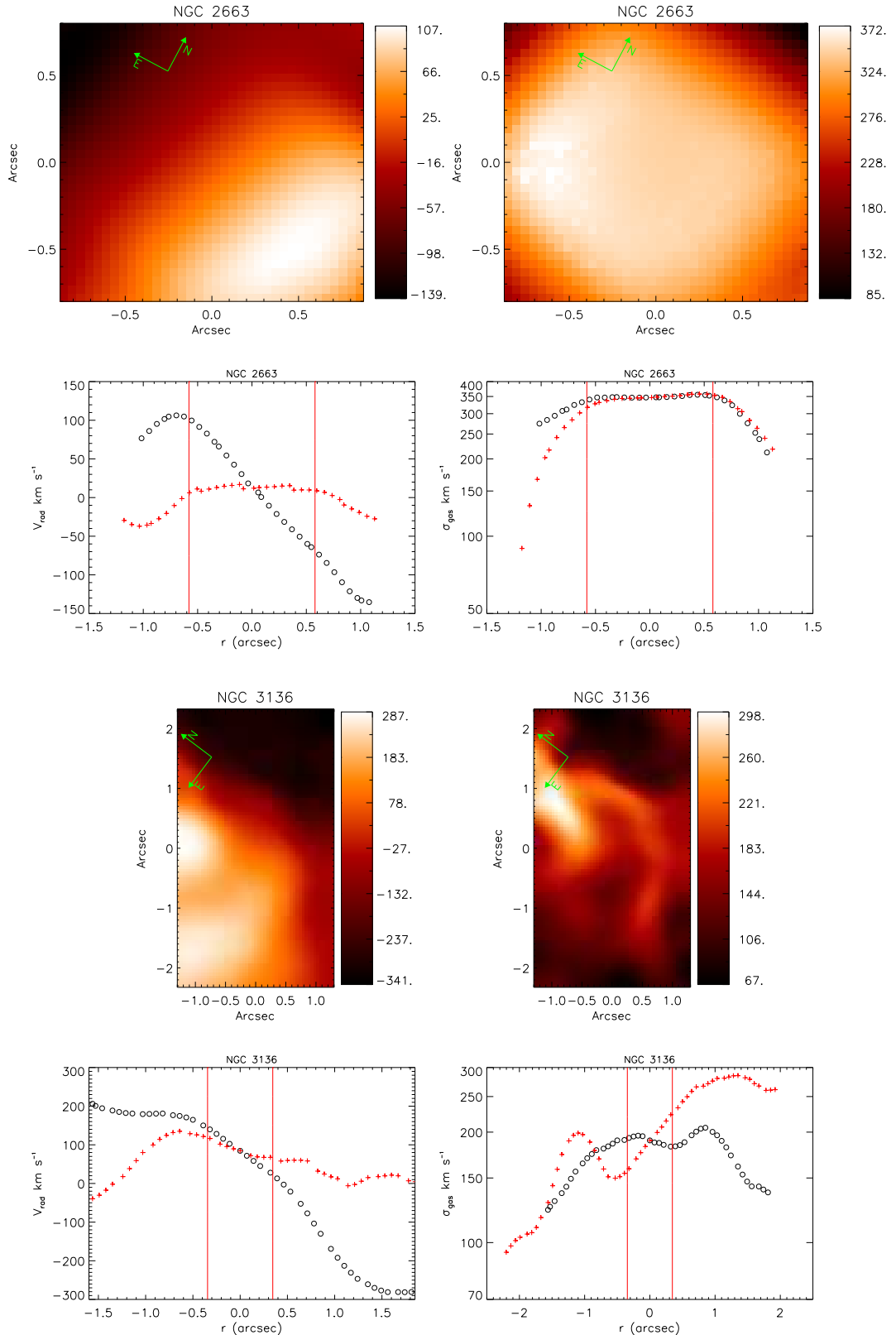


Figura 7.4c: Esquerda: mapa da velocidade radial do gás, em km s^{-1} , derivada a partir das linhas de $[\text{N II}]+\text{H}\alpha$. Direita: mapa da dispersão de velocidades do gás em km s^{-1} . Nos perfis, os círculos pretos foram extraídos na direção paralela ao ângulo de posição do disco de gás (ver tabela 7.3), enquanto as cruzes vermelhas são os pontos extraídos na direção perpendicular aos discos de gás. As linhas verticais paralelas em vermelho delimitam o FWHM das PSFs das observações, as quais são mostradas na tabela 6.3, com exceção de NGC 1380 e NGC 3136, onde tais FWHMs = ‘seeing’ de suas observações.

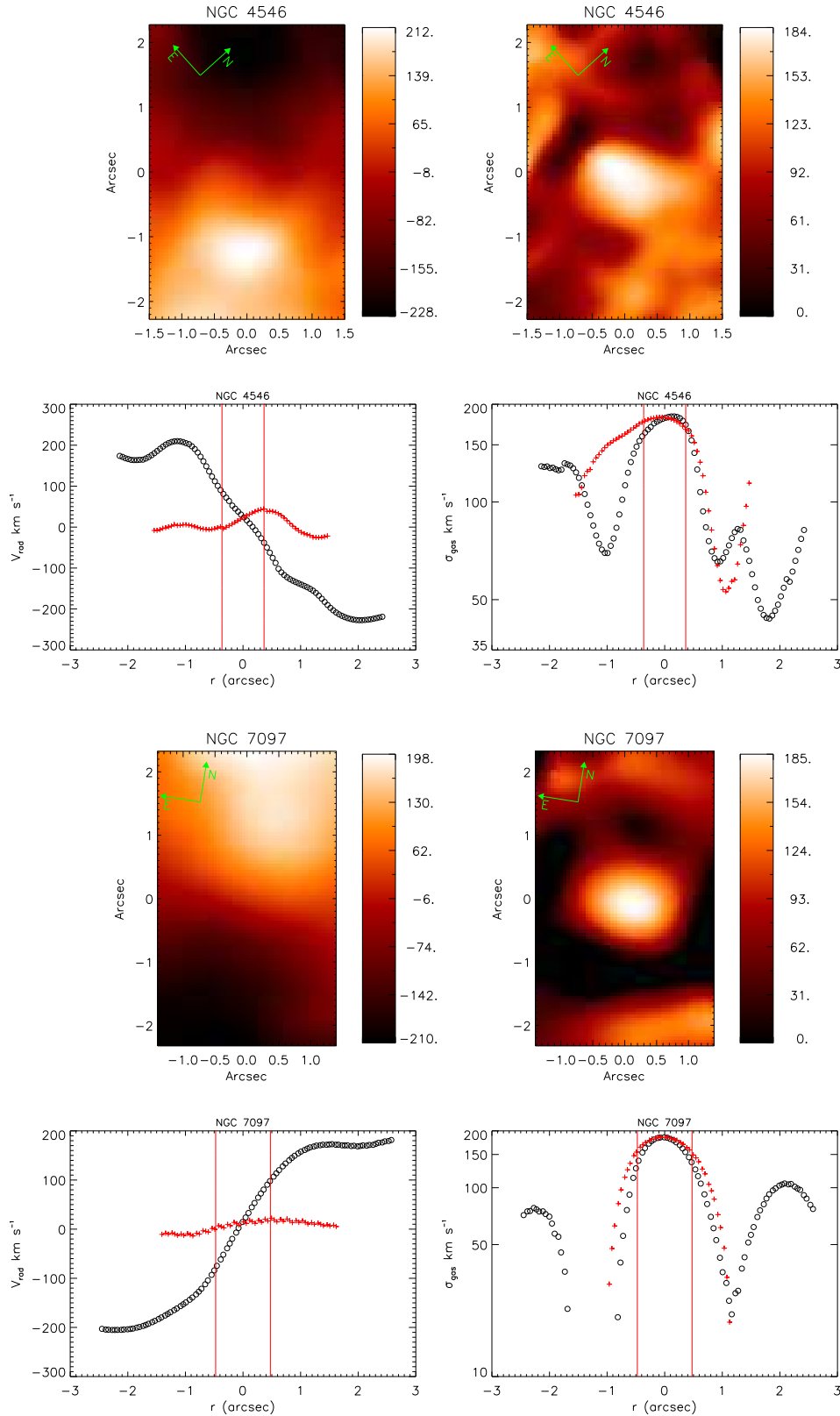


Figura 7.4d: Esquerda: mapa da velocidade radial do gás, em km s^{-1} , derivada a partir das linhas de $[\text{N II}]+\text{H}\alpha$. Direita: mapa da dispersão de velocidades do gás em km s^{-1} . Nos perfis, os círculos pretos foram extraídos na direção paralela ao ângulo de posição do disco de gás (ver tabela 7.3), enquanto as cruzes vermelhas são os pontos extraídos na direção perpendicular aos discos de gás. As linhas verticais paralelas em vermelho delimitam o FWHM das PSFs das observações, as quais são mostradas na tabela 6.3, com exceção de NGC 1380 e NGC 3136, onde tais FWHMs = ‘seeing’ de suas observações.

foram estimadas com a imagem da linha de [O I] λ 6300, assim como foi feito nos capítulos anteriores. Para cada galáxia, eles são apresentados abaixo de seus respectivos mapas nas figuras 7.4a, 7.4b, 7.4c e 7.4d. Na direção paralela aos P.A. calculados, confirmamos o padrão de rotação do gás nas oito galáxias. No sentido perpendicular, a variação da velocidade radial ao longo deste eixo é pequena em pelo menos 5 galáxias. Em NGC 4546, há uma pequena inclinação em torno do núcleo nesta direção. Na galáxia NGC 3136, não há variações ao redor do AGN, mas a velocidade média do gás nesta região é $\sim 100 \text{ km s}^{-1}$. Entretanto, um caso bastante peculiar é a galáxia IC 1459. A variação da velocidade radial ao redor do núcleo é a mesma em ambas as direções. O motivo deste comportamento será discutido com mais detalhes posteriormente nesta seção.

No capítulo 5, foram detectados discos de gás para 7 galáxias da amostra. Em NGC 3136, detectamos uma cinemática de gás extensa com a Tomografia PCA. Os ângulos de posição dos tomogramas foram medidos com o mesmo método de [Krajnović et al. \(2006\)](#) e foram apresentados na tabela 5.3. Uma comparação entre os ângulos de posição dos tomogramas referentes às cinemáticas do gás com aqueles medidos nos mapas de velocidade radial mostra que ambos os valores são coincidentes em pelo menos 5 galáxias da amostra. Duas exceções importantes são as galáxias IC 1459 e NGC 4546, com diferenças em ambas as medidas de 37° e 15° , respectivamente. Em NGC 3136, embora não propomos que haja um disco de gás nesta galáxia, também medimos o ângulo de posição da estrutura extensa em rotação tanto no mapa da velocidade radial como no tomograma que detectou tal característica, sendo que a diferença entre as duas é de 14° . O método de [Krajnović et al. \(2006\)](#) mede o ângulo de posição da cinemática global, ou seja, ao longo de todo o mapa de velocidade radial (ou tomograma). Se só forças gravitacionais agem em um disco de gás, este terá um movimento kepleriano ao redor do centro de massa da região central da galáxia. Isto resultaria em um mapa de velocidades bipolar, simétrico em relação ao núcleo da galáxia, o que parece ser o caso das outras cinco galáxias. Porém, se forças não gravitacionais agem no disco de gás, como por exemplo uma pressão causada por ‘outflows’ também de gás, um mapa da velocidade radial revelaria características assimétricas. Este é claramente o caso de IC 1459, como pode ser visto na figura 7.4a. Embora na galáxia NGC 4546, a assimetria não seja evidente no mapa da figura 7.4a, o perfil da velocidade radial mostra tais assimetrias a uma distância de 1 segundo de arco do núcleo, em ambos os

sentidos ao longo do P.A. do disco. Com isso, uma provável explicação da diferença entre os P.A. medidos nos tomogramas e nos mapas, em especial no caso de IC 1459, é que, como tomogramas revelam padrões de rotação ponderados pela intensidade de luz do gás, as cinemáticas detectadas nas regiões mais próximas ao núcleo (que são mais intensas) terão um peso maior nos tomogramas. Os efeitos não gravitacionais no disco de gás ocorrem em uma região com menos intensidade de luz. Note que no mapa da velocidade radial de IC 1459 (ver figura 7.4a), a região mais próxima ao núcleo possui um padrão de rotação que se estende ao longo de 1 segundo de arco na região nuclear. Este padrão possui um P.A. $\sim 40^\circ$. Como o P.A. da estrutura bipolar detectado com a Tomografia PCA nesta galáxia é de 33° (ver tabela 5.3), fica evidente que o tomograma referente ao disco de gás de IC 1459 possui um peso importante nesta região. O fato de se ter uma diferença de $\sim 36^\circ$ nos P.A. medidos no tomograma e no mapa da velocidade radial implica que os perfis da velocidade radial na direção do P.A. medido no mapa e na sua direção perpendicular irão medir velocidade projetadas semelhantes, dentro dos erros, nesta região central de IC 1459.

Nos mapas das dispersões de velocidades, há um pico dos valores medidos na região nuclear de 7 galáxias da amostra. Apenas a galáxia NGC 3136 não mostra tal característica. Nas regiões circumnucleares, cada galáxia possui um comportamento distinto. No caso de ESO 208 G-21, a dispersão de velocidades decai lentamente ao longo do disco de gás, enquanto que na direção perpendicular esta queda é mais acentuada no sentido norte. Na galáxia IC 5181, ocorre o efeito oposto: ao longo do disco de gás, a queda nos valores de dispersão de velocidades é mais importante do que na direção perpendicular. Em NGC 7097 e NGC 1380, a variação da dispersão de velocidades é a mesma em ambos os sentidos. Na galáxia NGC 2663, os valores da dispersão de velocidades são aproximadamente constantes ao longo do campo analisado. Em IC 1459, os gradientes também são semelhantes em ambas as direções próximas ao núcleo. Entretanto, há um pico localizado na mesma região onde no mapa da velocidade radial há uma importante queda, ao sul do núcleo, também observado na posição $r \sim -1.6''$ no perfil ao longo do P.A. do disco. Em NGC 4546, não parece haver uma correlação entre a direção do disco de gás com uma faixa no mapa da dispersão de velocidades onde ocorre os menores valores deste parâmetro. Em NGC 3136, há um forte gradiente positivo que parte da região nuclear no sentido norte da galáxia.

A interpretação dos mapas das dispersões de velocidades são mais simples nas regiões nucleares, onde a influência gravitacional do buraco negro supermassivo é mais importante. Por outro lado, em um cenário mais simples para as regiões circumnucleares, espera-se que a dispersão de velocidades ao longo do disco de gás seja pequena, já que o movimento em um disco de gás é ordenado em uma direção. No sentido perpendicular ao disco, o gás pode ter um movimento aleatório, o que causa o aumento da dispersão de velocidades nesta região. Tal característica é observada nas galáxias IC 5181, NGC 1380 e, de uma certa maneira, nas galáxias NGC 4546 e NGC 7097, embora esta última apresente novamente um crescimento da dispersão de velocidades nas regiões mais afastadas do disco. Entretanto, esta galáxia possui uma contra-rotação entre o disco de gás e o disco estelar na sua região central. Ventos provenientes das estrelas em contra-rotação podem-se chocar com o gás presente no disco, causando o aumento da dispersão de velocidades nestas regiões mais afastadas do núcleo. Em NGC 3136, a cinemática detectada no mapa da velocidade radial não é interpretada como disco. Aliás, o mapa da dispersão desta galáxia indica que a sua cinemática é mais complexa do que as outras galáxias da amostra. Em IC 1459, efeitos não gravitacionais no disco de gás já haviam sido propostos anteriormente por [Cappellari et al. \(2002\)](#). No caso de ESO 208 G-21, embora o perfil na direção perpendicular ao disco não possua uma simetria, o mapa mostra que a queda da dispersão de velocidades em todas as direções é mais suave. Isto aliado ao fato de que esta galáxia possui um ‘filling factor’ importante em relação às demais galáxias da amostra deve justificar este efeito, já que o maior preenchimento de gás dentro de um volume deve aumentar a probabilidade de colisões no gás, o que deve contribuir com o aumento da dispersão de velocidades ao longo do campo de visada do cubo de gás desta galáxia.

7.3.2 Mapas dos fluxos das linhas de $H\alpha$ e de $[N II]$

As integrais das gaussianas ajustadas para a extração dos mapas cinemáticos resultaram nos fluxos das linhas de $H\alpha$ e de $[N II]\lambda 6583$. Nas figuras 7.5a e 7.5b são mostrados os mapas dos fluxos destas linhas para oito galáxias da amostra. Nas mesmas figuras, são também apresentados os perfis ao longo dos discos de gás e nas suas direções perpendiculares, cujos P.A. são apresentados na tabela 7.3.

Os mapas dos fluxos apresentam objetos puntiformes em sete galáxias analisadas. A

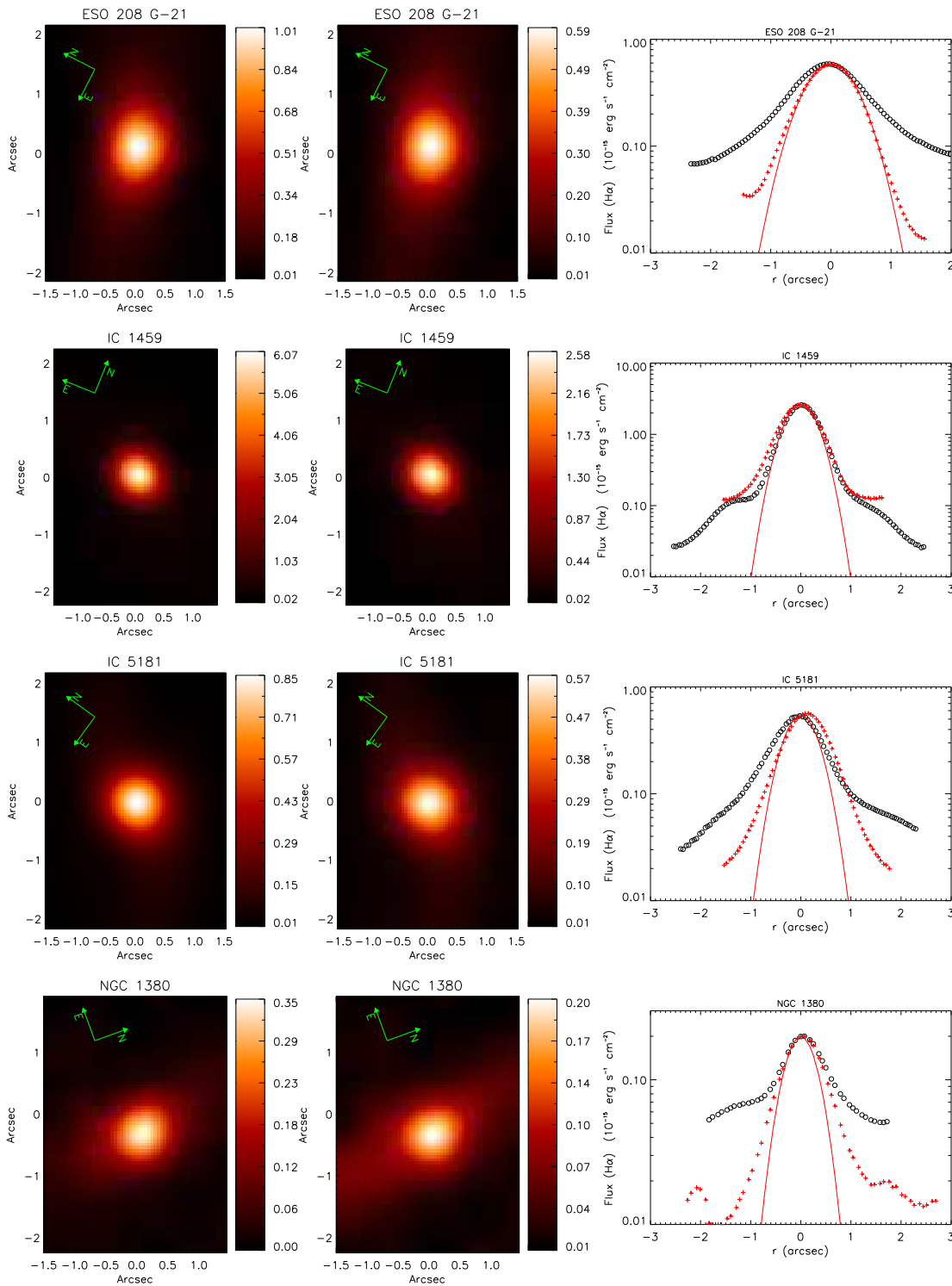


Figura 7.5a: Esquerda: Mapa do fluxo da linha de [N II] $\lambda 6583$ em $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$. Centro: Mapa do fluxo da linha de H α em $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$. Direita: Perfil do mapa do fluxo da linha de H α . Nos perfis, os círculos pretos foram extraídos na direção paralela ao ângulo de posição do disco de gás, enquanto as cruzes vermelhas são os pontos extraídos na direção perpendicular aos discos de gás. As linhas em vermelho são representações das PSFs das imagens, que são dadas por uma gaussiana cujos FWHMs são apresentados na tabela 6.3, com exceção de NGC 1380 e NGC 3136, onde tais FWHMs = ‘seeing’ de suas observações.

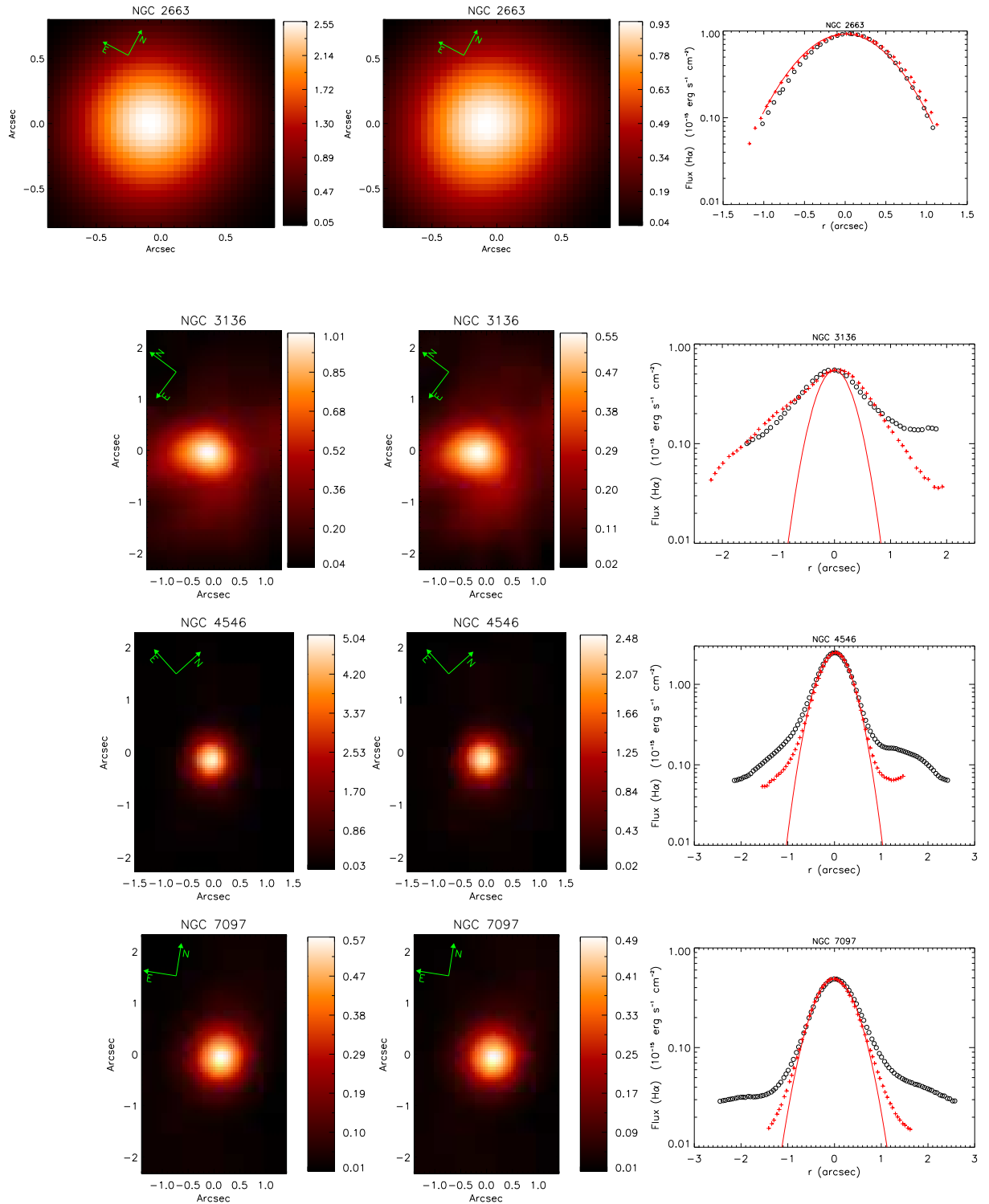


Figura 7.5b: Esquerda: Mapa do fluxo da linha de $[\text{N II}]\lambda 6583$ em $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$. Centro: Mapa do fluxo da linha de $\text{H}\alpha$ em $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$. Direita: Perfil do mapa do fluxo da linha de $\text{H}\alpha$. Nos perfis, os círculos pretos foram extraídos na direção paralela ao ângulo de posição do disco de gás, enquanto as cruces vermelhas são os pontos extraídos na direção perpendicular aos discos de gás. As linhas em vermelho são representações das PSFs das imagens, que são dadas por uma gaussiana cujos FWHMs são apresentados na tabela 6.3, com exceção de NGC 1380 e NGC 3136, onde tais FWHMs = ‘seeing’ de suas observações.

galáxia NGC 3136, a única exceção, apresenta uma emissão ligeiramente extensa na direção nordeste. Curiosamente, esta emissão coincide com os dois objetos puntiformes detectados com a Tomografia PCA aplicada na região vermelha dos cubos de dados (ver figura 5.9).

Os perfis do fluxo da linha de $H\alpha$ revelam que as regiões circumnucleares são mais intensas ao longo dos discos de gás do que nas direções perpendiculares aos discos em cinco galáxias da amostra. Em NGC 3136, os perfis apresentam o mesmo comportamento tanto na direção em que se detecta a cinemática do gás como na direção perpendicular. Isto aliado ao alto ‘filling factor’ medido neste objeto em relação às demais galáxias da amostra indica que o gás em NGC 3136 não deve possuir uma geometria de um disco em rotação. Na galáxia NGC 2663, os comportamentos dos perfis em ambas as direções também são semelhantes, embora, neste caso, o campo analisado é bastante reduzido. Já em IC 1459, o comportamento semelhante do fluxo da linha de $H\alpha$ em ambas as direções deve ter como causa a imprecisão da medida do ângulo de posição do disco de gás feita com o mapa da velocidade radial.

7.3.3 As razões $[N II]/H\alpha$

Os mapas da razão $[N II]\lambda 6583/H\alpha$, os quais são apresentados nas figuras 7.6a e 7.6b, foram construídos simplesmente dividindo-se os mapas de fluxos destas duas linhas. Os perfis dos mapas ao longo do disco de gás e na direção perpendicular também são apresentadas nas figuras 7.6a e 7.6b.

A razão $[N II]/H\alpha$ possui os maiores valores medidos nas regiões dos AGNs em sete galáxias da amostra. Nas regiões circumnucleares, esta razão nas galáxias ESO 208 G-21, IC 5181 e NGC 4546 são maiores ao longo do disco de gás do que na direção perpendicular ao disco. Em NGC 7097, o perfil ao longo do disco de gás é constante na região central ao longo de $2''$. Em IC 1459, tanto ao longo do disco como na direção perpendicular, o perfil se comporta da mesma maneira, o que também pode ser uma consequência da medida imprecisa do P.A. obtida com o mapa da velocidade radial. Em NGC 2663, os perfis desta razão também possuem comportamentos semelhantes em ambas as direções. Nestas 6 galáxias, ao longo do disco de gás, as razões $[N II]/H\alpha$ são sempre maiores do que 0.6. Em ambos os critérios de classificação (Ho97 e Ke06), estes valores são típicos de LINERs.

Na galáxia NGC 1380, o perfil ao longo do disco de gás revela que $[\text{N II}]/\text{H}\alpha \sim 1.5$ em uma região localizada a $1''$ ao sul do núcleo. Mais ao sul, aproximadamente a $1.8''$ do núcleo, tal posição apresenta $[\text{N II}]/\text{H}\alpha \sim 0.6$, cujo valor é típico de uma região H II. Ao norte do núcleo, na mesma direção, também com uma distância próxima de $1.8''$ do núcleo, $[\text{N II}]/\text{H}\alpha \sim 0.8$, sugerindo que nesta posição outra região H II deve estar presente, embora o pico da emissão da linha de $\text{H}\alpha$ deva estar localizado fora do FOV do cubo de gás de NGC 1380. Em NGC 3136, o mapa desta razão sugere 6 objetos puntiformes com $[\text{N II}]/\text{H}\alpha > 1.8$. Um destes objetos parece corresponder ao AGN central. Já a posição correspondente ao segundo objeto puntiforme detectado com a Tomografia PCA nesta galáxia (figura 5.9) possui $[\text{N II}]/\text{H}\alpha \sim 1.6$. Para os demais objetos, não é possível uma interpretação mais precisa apenas com a razão $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$.

7.3.4 As larguras equivalentes

As larguras equivalentes utilizadas neste capítulo são definidas² por

$$EW = \int \frac{I_{gas}}{I_c} d\lambda, \quad (7.2)$$

onde I_c é o contínuo estelar. Vale salientar que cada cubo de dados das galáxias da amostra possui, além do cubo de gás, um cubo de populações estelares, o qual foi construído conforme o procedimento descrito na seção 6.1. Isto implica que cada espectro de um cubo de gás possui um espectro de população estelar para o cálculo da largura equivalente.

Para a construção dos mapas de largura equivalente, cada espectro do cubo de gás foi dividido pela média das regiões adjacentes à linha em absorção de $\text{H}\alpha$ no espectro da população estelar. Em seguida, foi utilizado o mesmo procedimento de ajuste descrito na seção 7.3.2, com a diferença que, neste caso, a integral das gaussianas ajustadas forneceu a largura equivalente das linhas. Os mapas das larguras equivalentes das linhas de $\text{H}\alpha$ e de $[\text{N II}]\lambda 6583$ são apresentados nas figuras 7.7a e 7.7b para oito galáxias da amostra.

Das oito galáxias analisadas, em cinco a largura equivalente da linha de $\text{H}\alpha$ é maior ao longo do disco de gás do que na direção perpendicular ao disco. Em IC 1459 e NGC

² Na definição original de largura equivalente, a intensidade de uma linha é subtraída do contínuo. Entretanto, como estamos utilizando cubos de gás, onde o contínuo estelar já foi previamente subtraído, a definição expressa na equação 7.2 é mais conveniente no contexto deste capítulo.

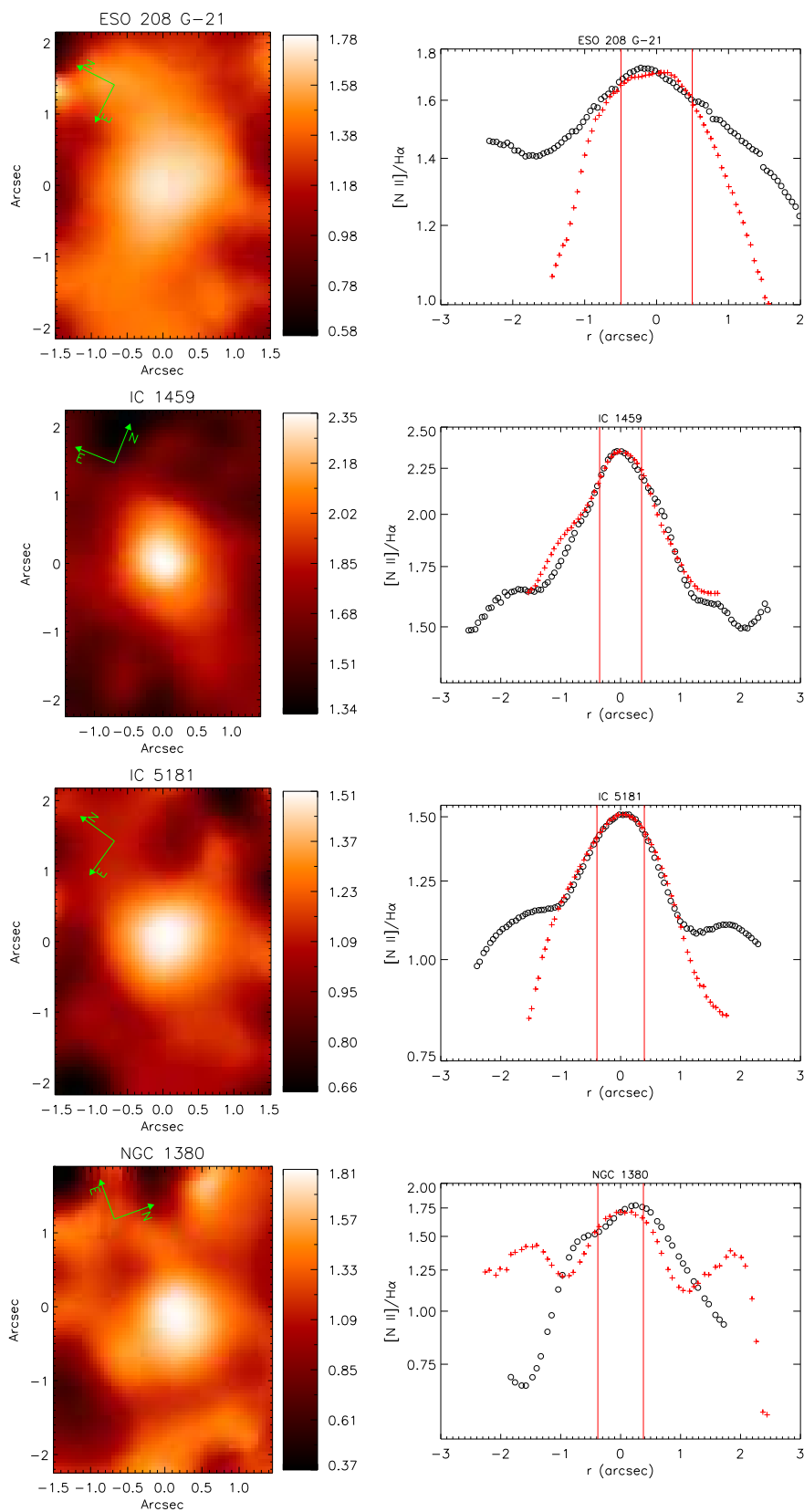


Figura 7.6a: Esquerda: Mapa da razão $[N II]/H\alpha$. Direita: Perfil do mapa da razão $[N II]/H\alpha$. Nos perfis, os círculos pretos foram extraídos na direção paralela ao ângulo de posição do disco de gás, enquanto as cruzes vermelhas são os pontos extraídos na direção perpendicular aos discos de gás. As linhas verticais paralelas em vermelho delimitam o FWHM das PSFs das observações.

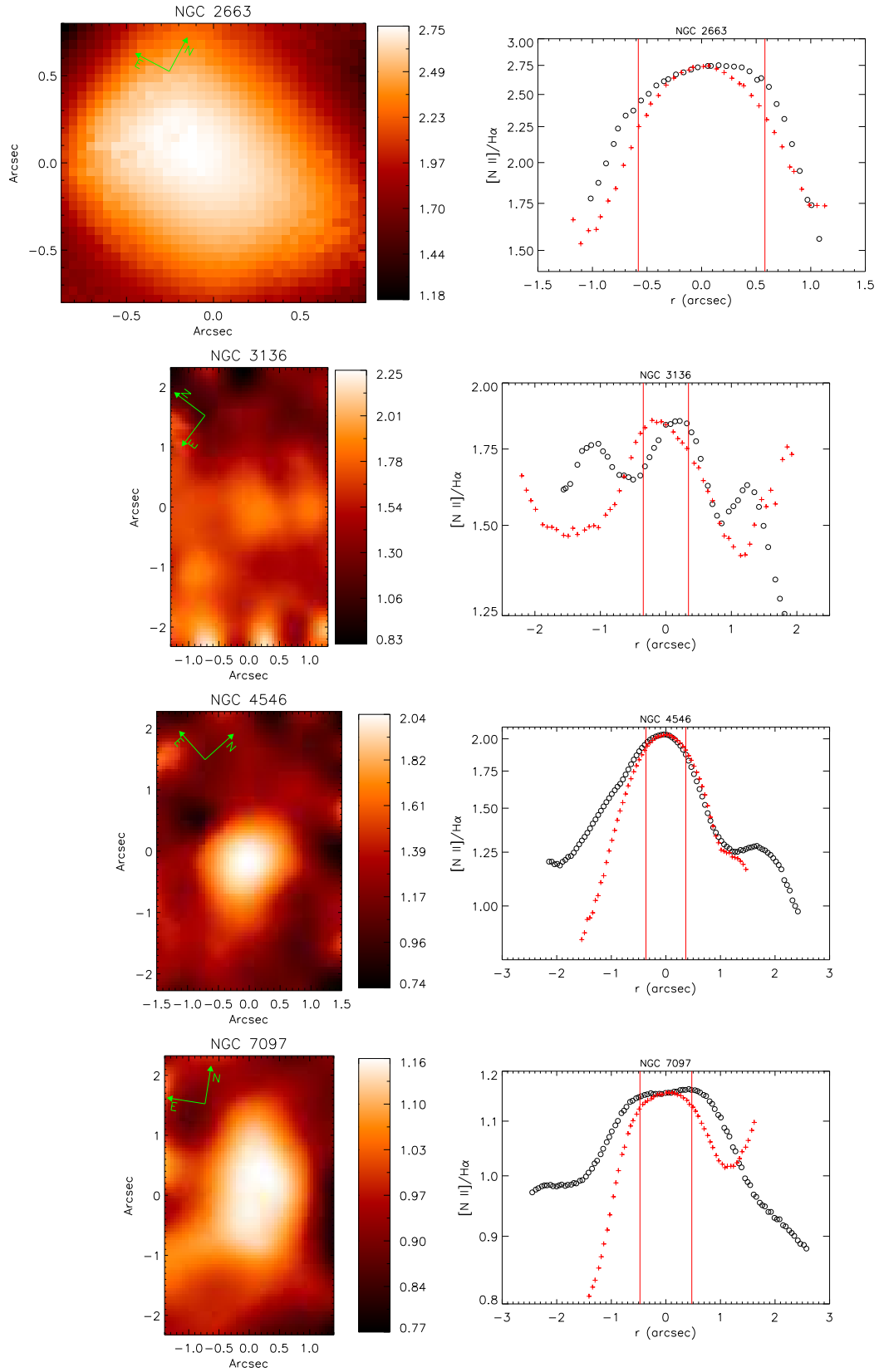


Figura 7.6b: Esquerda: Mapa da razão $[N II]/H\alpha$. Direita: Perfil do mapa da razão $[N II]/H\alpha$. Nos perfis, os círculos pretos foram extraídos na direção paralela ao ângulo de posição do disco de gás, enquanto as cruzes vermelhas são os pontos extraídos na direção perpendicular aos discos de gás. As linhas verticais paralelas em vermelho delimitam o FWHM das PSFs das observações.

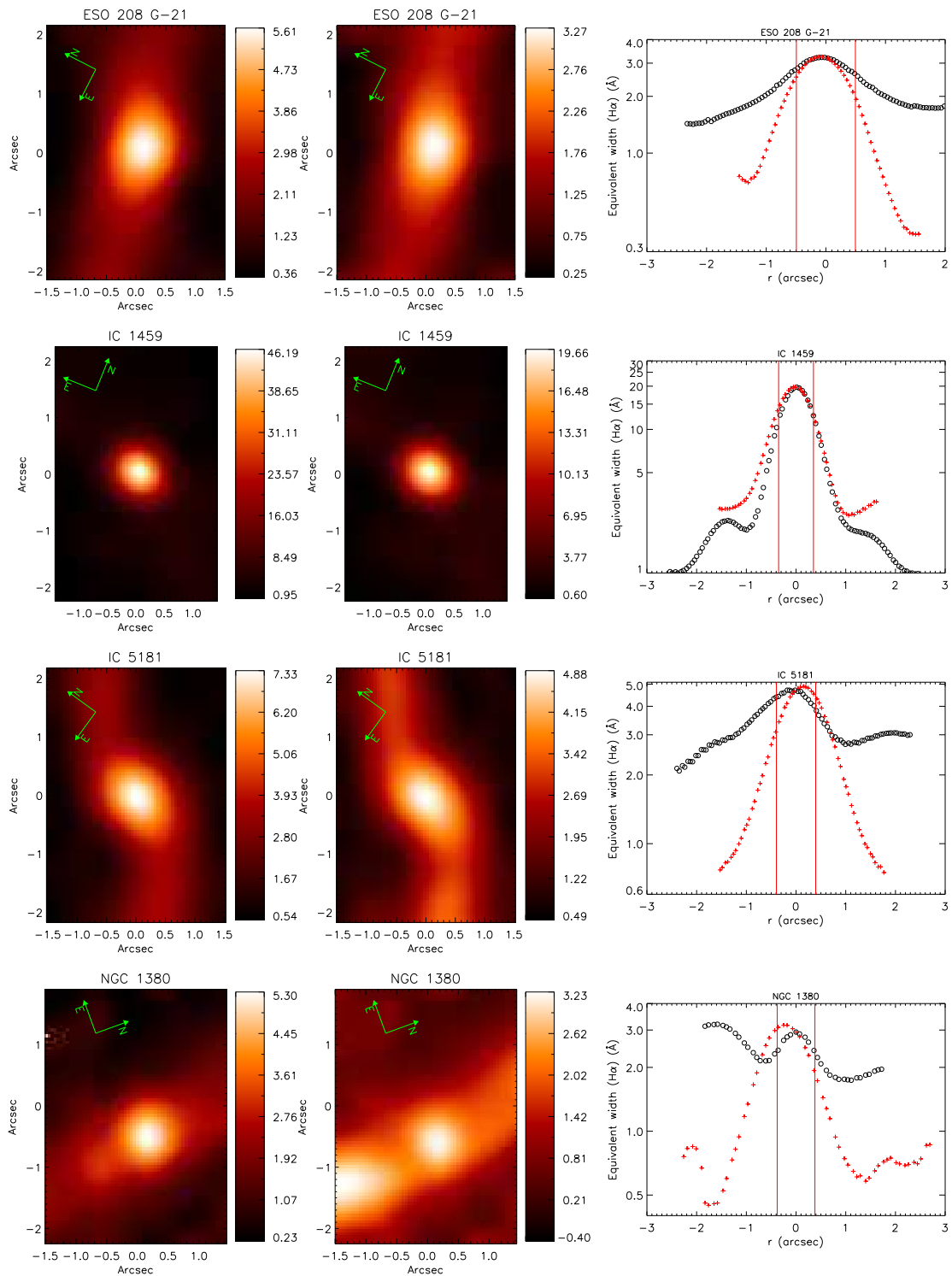


Figura 7.7a: Esquerda: mapa da largura equivalente da linha de $[N II] \lambda 6583$ em Å. Centro: mapa da largura equivalente da linha de $H\alpha$ em Å. Direita: perfil da largura equivalente da linha de $H\alpha$. Nos perfis, os círculos pretos foram extraídos na direção paralela ao ângulo de posição do disco de gás, enquanto as cruzes vermelhas são os pontos extraídos na direção perpendicular aos discos de gás. As linhas verticais paralelas em vermelho delimitam o FWHM das PSFs das observações. .

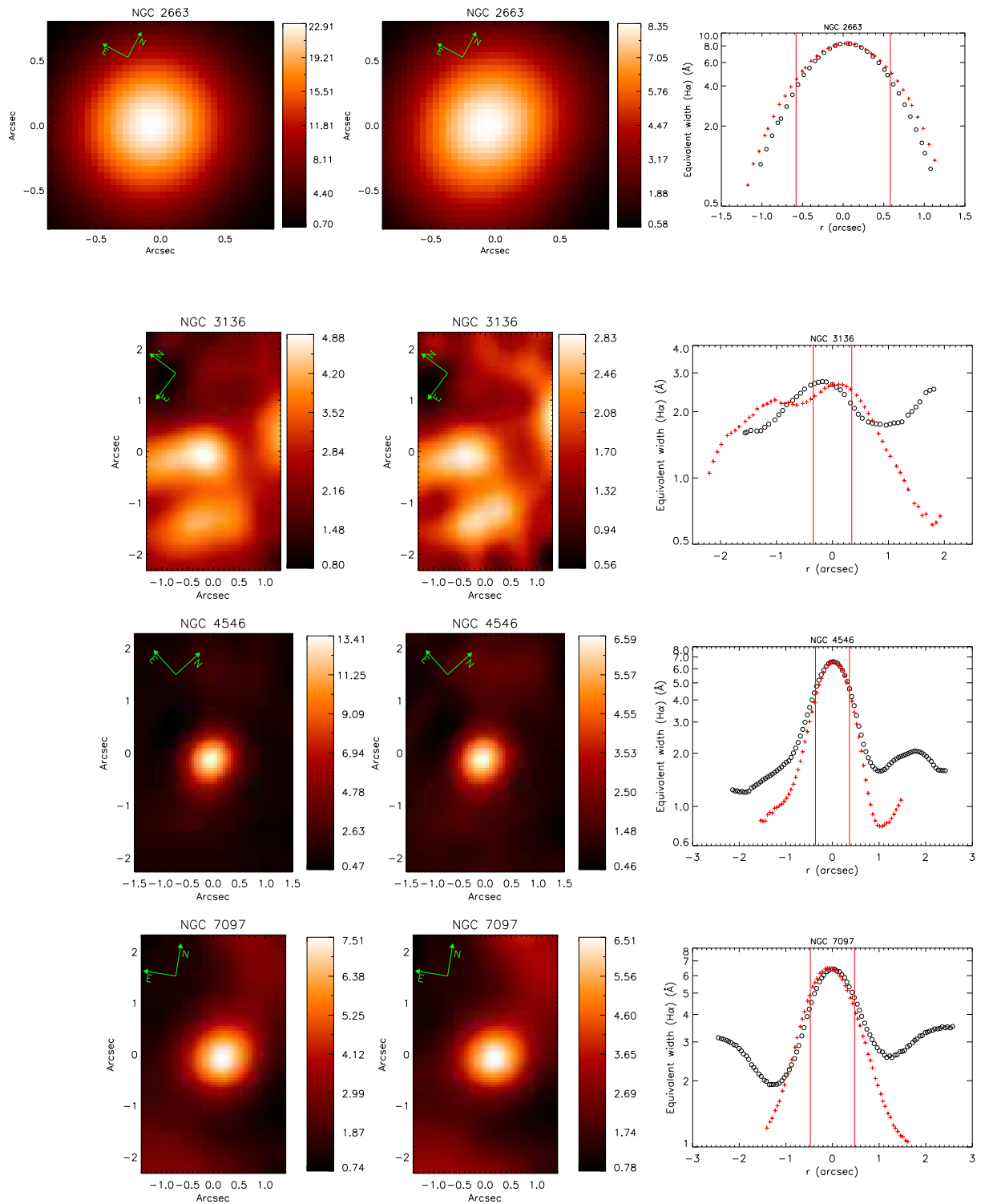


Figura 7.7b: Esquerda: mapa da largura equivalente da linha de $[N II]\lambda 6583$ em \AA . Centro: mapa da largura equivalente da linha de $H\alpha$ em \AA . Direita: perfil da largura equivalente da linha de $H\alpha$. Nos perfis, os círculos pretos foram extraídos na direção paralela ao ângulo de posição do disco de gás, enquanto as cruzes vermelhas são os pontos extraídos na direção perpendicular aos discos de gás. As linhas verticais paralelas em vermelho delimitam o FWHM das PSFs das observações.

2663, os perfis em ambas as direções possuem comportamentos semelhantes. Em todas as galáxias, os AGNs possuem os maiores valores de largura equivalente em ambas as linhas, com exceção de NGC 1380 no caso da linha de $H\alpha$, cujo caso será discutido mais abaixo. Nas galáxias ESO 208 G-21 e IC 5181, os discos de gás são realçados nos mapas das larguras equivalentes de ambas as linhas. Particularmente, em IC 5181, os mapas revelam uma estrutura em formato de sinal de integral.

Na galáxia NGC 1380, o mapa da largura equivalente da linha de $H\alpha$ revelou um objeto localizado a $1.8''$ ao sul do núcleo. Nesta mesma posição, o mapa da razão $[N II]/H\alpha \sim 0.6$. O mapa da largura equivalente da linha do $[N II]$ não revela emissão alguma neste ponto. Estes resultados favorecem a hipótese de que uma região H II deve estar presente nesta posição da galáxia. A $1.8''$ ao norte do núcleo, a emissão revelada pela largura equivalente da linha de $H\alpha$ é extensa. No mapa da razão $[N II]/H\alpha$, os valores para tal posição também são típicas de regiões H II. Adicionalmente às regiões H II, o mapa da largura equivalente de $[N II]$ revela um objeto puntiforme, localizado a $0.7''$ ao sul do núcleo, na mesma posição onde detectamos $[N II]/H\alpha \sim 1.5$. No mapa da largura equivalente de $H\alpha$ tal objeto não é detectado, o que confirma que, nesta região, a emissão de $[N II]$ é importante em relação ao $H\alpha$, o que sugere a presença de um segundo AGN em NGC 1380.

Os mapas das larguras equivalentes de ambas as linhas em NGC 3136 mostram, ao menos, 3 estruturas extensas, sendo que uma delas está na posição onde foram detectados dois objetos puntiformes detectados com a Tomografia PCA (ver figura 5.9), sendo que um destes objetos corresponde ao AGN desta galáxia. As outras duas estruturas, uma localizada $1.4''$ à sudeste e a outra localizada $1.5''$ à sudoeste do núcleo, possuem uma razão $[N II]/H\alpha \sim 1.5$ e ~ 1.3 , respectivamente. Ambas as razões são típicas de LINERs. Na verdade, a estrutura à sudeste do núcleo parece corresponder à dois objetos mais compactos.

7.3.5 A emissão de $[S II]$ de alta e de baixa densidade

Steiner et al. (2009a) desenvolveram uma técnica de se extrair imagens de regiões de baixa (LD - low density) e de alta (HD - high density) densidade de gás através de pares de linhas em emissão, cuja razão entre estes pares são sensíveis à densidade eletrônica do gás. Os cubos de gás das galáxias da amostra possuem as linhas de $[S II]\lambda\lambda 6716; 6731$ que

podem ser utilizadas para tais mapas. A transformação dos fluxos das linhas de [S II] em fluxos correspondentes às regiões de HD e de LD é dada por:

$$\begin{bmatrix} I_{ij}(LD) \\ I_{ij}(HD) \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} 1 & -0.44 \\ -1 & 1.44 \end{bmatrix} \begin{bmatrix} I_{ij}([S II]\lambda 6716) \\ I_{ij}([S II]\lambda 6731) \end{bmatrix} \quad (7.3)$$

onde I_{ij} é a intensidade de qualquer um dos parâmetros acima (HD, LD, [S II] $\lambda\lambda$ 6716; 6731) na coordenada espacial (i,j). Note que a equação 7.3 envolve dois vetores e uma matriz. Em um dos vetores está incluída duas matrizes que representam os mapas dos fluxos das regiões de HD e LD. No outro vetor, as duas matrizes representam os mapas dos fluxos das linhas de [S II] λ 6716 e de [S II] λ 6731. A matriz corresponde às constantes necessárias para se transformar os mapas dos fluxos das linhas de [S II] em mapas das regiões de HD e LD. É importante frisar que a equação 7.3 representa uma multiplicação matricial.

Para a extração dos fluxos das linhas de [S II], utilizamos o mesmo procedimento descrito na seção 7.3.2. Apenas as amplitudes das gaussianas de ambas as linhas do [S II] foram os parâmetros livres dos ajustes. A velocidade radial e largura das gaussianas utilizadas foram aquelas encontradas para as linhas de [N II] e $H\alpha$. Desta maneira, os ajustes em regiões com baixo sinal/ruído nas linhas do [S II] são mais precisos. Com os fluxos de ambas as linhas do [S II] em cada posição espacial dos cubos de gás, obtemos os mapas dos fluxos referentes às regiões de HD e de LD do gás utilizando-se a equação 7.3. As figuras 7.8a e 7.8b mostram tais mapas para oito galáxias da amostra.

Nas galáxias IC 1459, NGC 4546 e NGC 7097, as imagens das regiões de HD revelam um objeto puntiforme. Nos 3 casos, os perfis ao longo de ambas as direções decaem de uma maneira bastante semelhantes às suas PSFs. Como as PSFs que são mostradas nestes perfis foram aquelas medidas antes da deconvolução espacial dos cubos de dados, suas larguras são maiores do que as larguras dos perfis dos fluxos das regiões de HD, em especial nas galáxias NGC 4546 e NGC 7097. Nas regiões de LD, os perfis revelam emissões extensas, sendo que, nos casos de NGC 4546 e NGC 7097, há uma emissão maior na direção do disco do que na direção perpendicular. Em IC 1459, em ambas as direções, as emissões são semelhantes.

Na galáxia ESO 208-G21, o centroide do objeto detectado nas regiões de HD não coincide com o centroide da emissão com LD, tão pouco com o centroide das demais

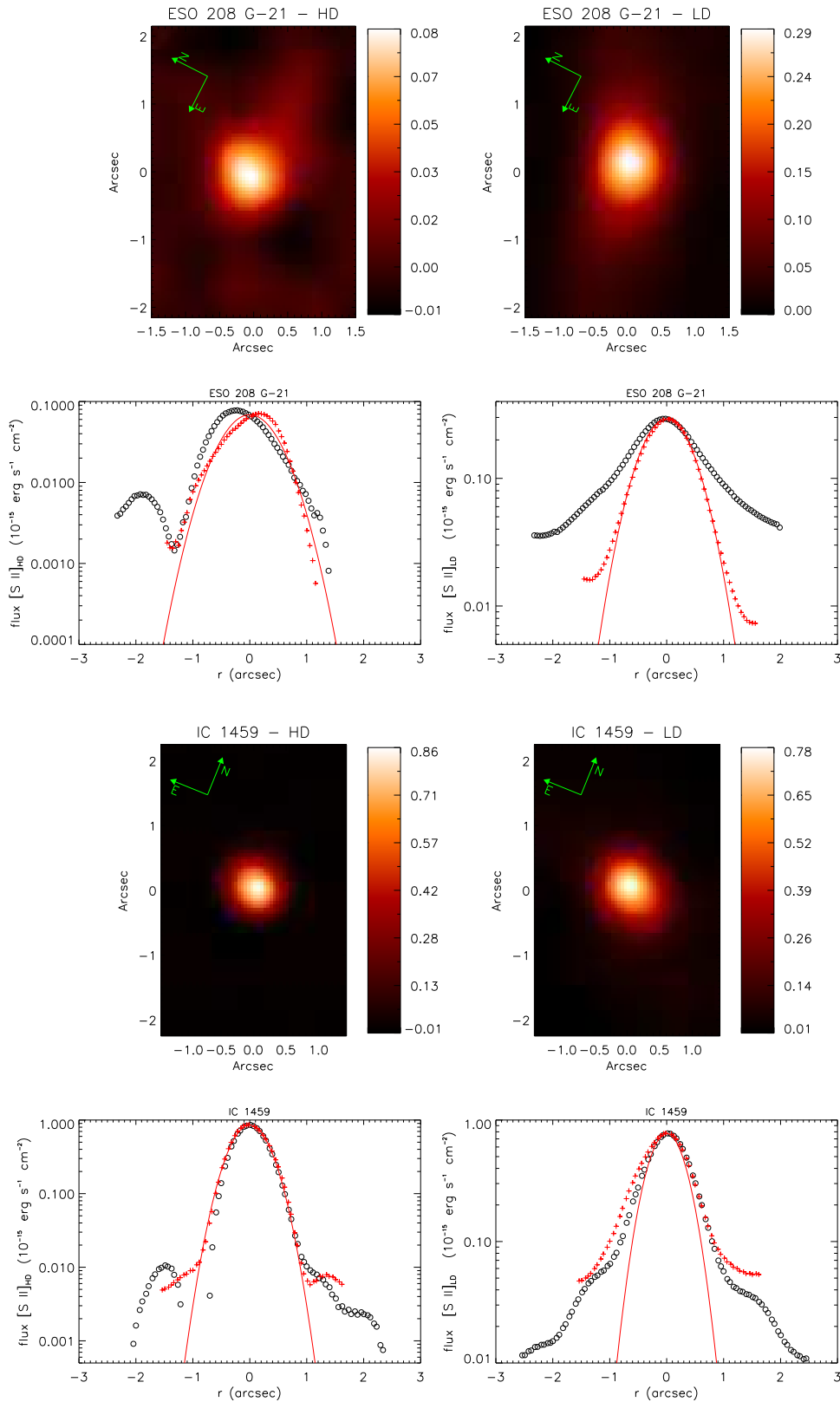


Figura 7.8a: Esquerda: Mapa das regiões de alta densidade de gás em $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$. Direita: Mapa das regiões de baixa densidade de gás em $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$. Nos perfis, os círculos pretos foram extraídos na direção paralela ao ângulo de posição do disco de gás, enquanto as cruzes vermelhas são os pontos extraídos na direção perpendicular aos discos de gás. As linhas em vermelho são representações das PSFs das imagens.

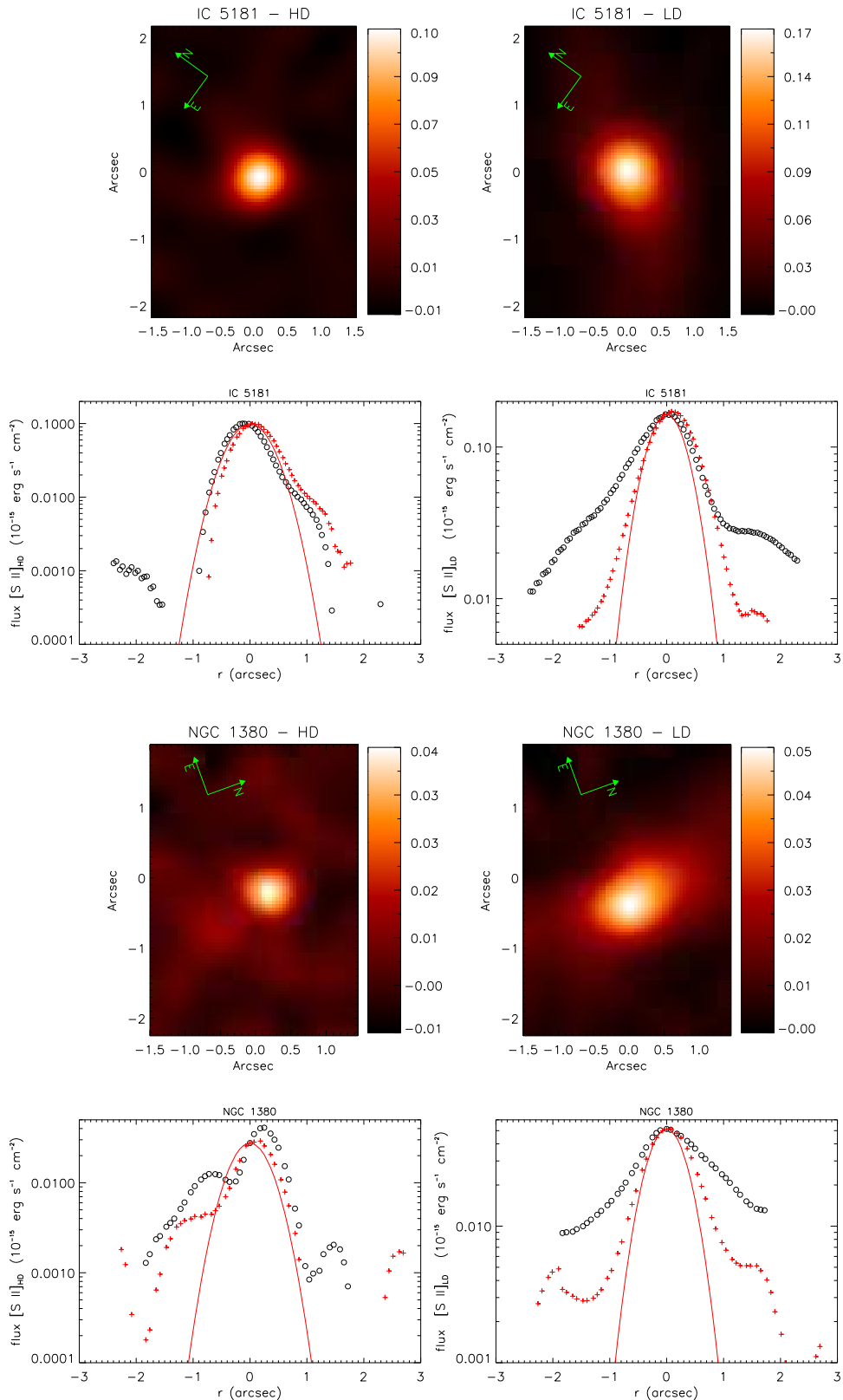


Figura 7.8b: Esquerda: Mapa das regiões de alta densidade de gás em $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$. Direita: Mapa das regiões de baixa densidade de gás em $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$. Nos perfis, os círculos pretos foram extraídos na direção paralela ao ângulo de posição do disco de gás, enquanto as cruzes vermelhas são os pontos extraídos na direção perpendicular aos discos de gás. As linhas em vermelho são representações das PSFs das imagens.

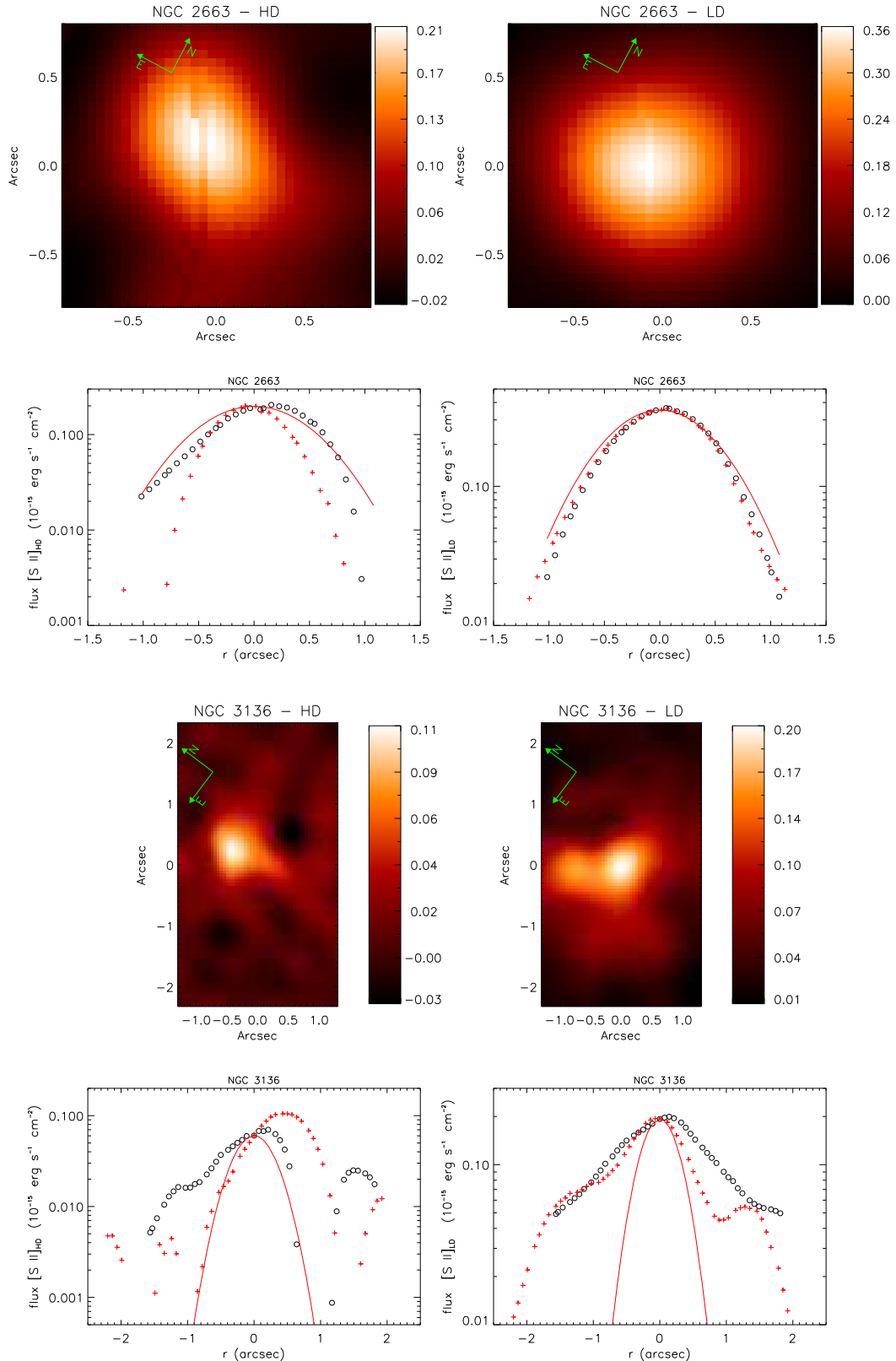


Figura 7.8c: Esquerda: Mapa das regiões de alta densidade de gás em $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$. Direita: Mapa das regiões de baixa densidade de gás em $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$. Nos perfis, os círculos pretos foram extraídos na direção paralela ao ângulo de posição do disco de gás, enquanto as cruzes vermelhas são os pontos extraídos na direção perpendicular aos discos de gás. As linhas em vermelho são representações das PSFs das imagens.

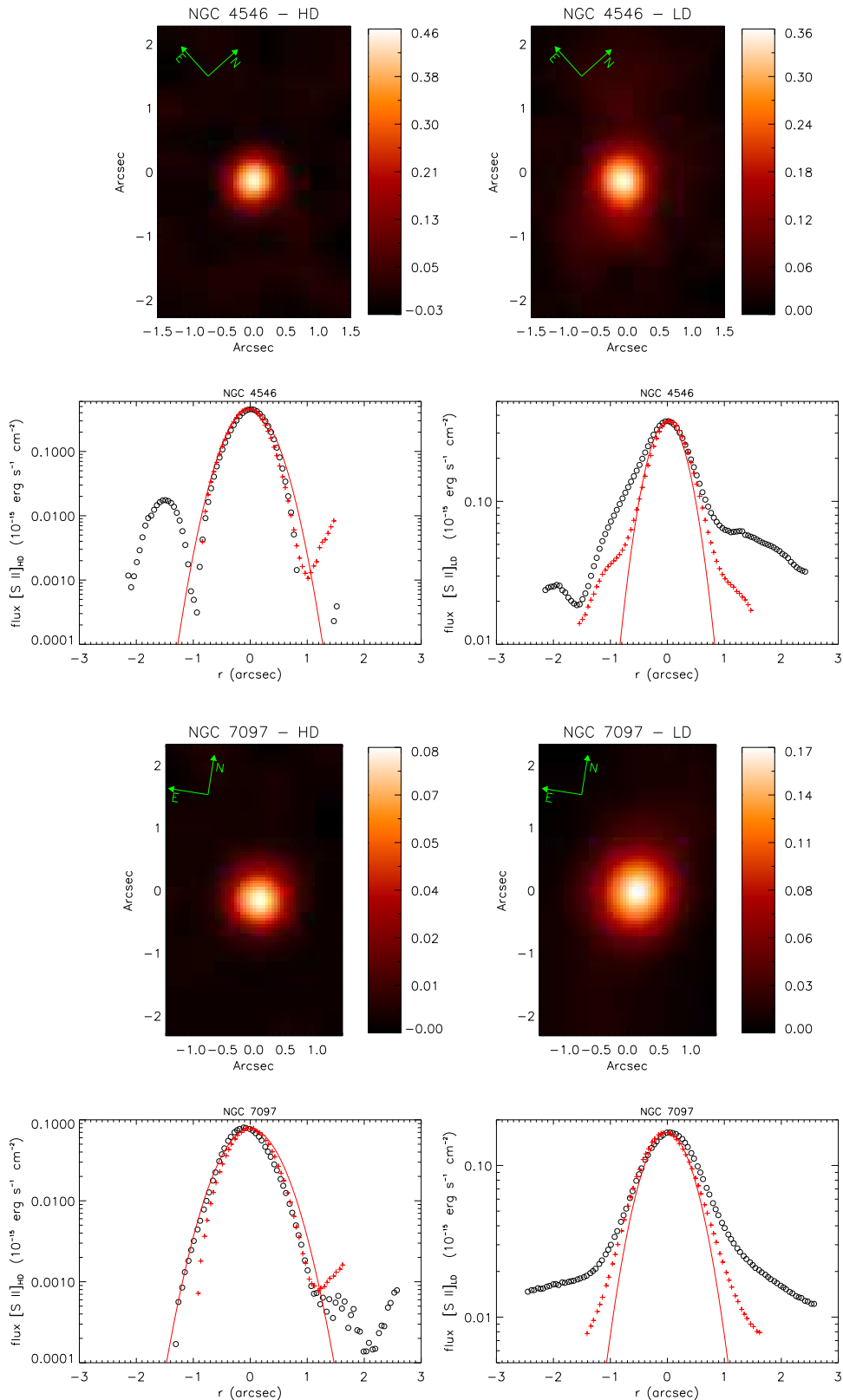


Figura 7.8d: Esquerda: Mapa das regiões de alta densidade de gás em $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$. Direita: Mapa das regiões de baixa densidade de gás em $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$. Nos perfis, os círculos pretos foram extraídos na direção paralela ao ângulo de posição do disco de gás, enquanto as cruzes vermelhas são os pontos extraídos na direção perpendicular aos discos de gás. As linhas em vermelho são representações das PSFs das imagens.

emissões mostradas nas seções anteriores. Não sabemos ao certo a causa desta discrepância e um estudo mais aprofundado deve ser realizado neste caso. Uma possível hipótese é que efeitos de extinção por poeira podem ser diferentes nas regiões que emitem a linha de $[\text{O I}]\lambda 6300$ em relação às regiões que emitem as linhas de $[\text{S II}]$. Em IC 5181, os perfis das regiões de HD possuem uma saliência em ambas as direções. Em ambas as galáxias, a emissão das regiões de LD revelam emissões extensas, com maiores intensidades nas direções de seus respectivos discos.

Na galáxia NGC 1380, a imagem das regiões com HD revela dois objetos, sendo um deles o AGN central e um outro ao sul do núcleo, o qual já havia sido detectado nos mapas da razão $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ e da largura equivalente da linha do $[\text{N II}]$. Esta detecção é compatível com a hipótese de que tal objeto seja um segundo AGN nesta galáxia. O perfil ao longo do disco também mostra ambos os objetos, com separação de aproximadamente $0.7''$. Na imagem das regiões de LD, a emissão ao longo do disco de gás é mais intensa em relação à direção perpendicular do disco.

Já na galáxia NGC 3136, a imagem da região de HD possui um objeto compacto, cujo centroide não coincide com as posições dos dois objetos puntiformes detectados com a Tomografia PCA. Na verdade, o fluxo deste objeto parece ser importante apenas nesta imagem das regiões de HD. Na imagem das regiões de LD, pode-se discriminar dois objetos mais compactos, cujas posições coincidem com o objeto extenso detectado nas linhas de $\text{H}\alpha$ e de $[\text{N II}]$ e podem estar associados aos dois objetos puntiformes detectados com a Tomografia PCA (figura 5.9). Este resultado é curioso, já que um destes objetos é interpretado como sendo o AGN central desta galáxia, ou seja, esperaria-se que tal objeto fosse detectado na imagem das regiões de HD.

7.3.6 Mapas de densidade

Com as mesmas imagens das linhas do $[\text{S II}]$ descritas na seção 7.3.5, foi possível mapear a densidade eletrônica do gás das galáxias da amostra. Para cada espectro do cubo de gás,

a densidade eletrônica n_e é dada por:

$$n_e \sim \begin{cases} 100 \text{ cm}^{-3} \text{ se } [S II]\lambda 6716/[S II]\lambda 6731 > 1.35 \\ 4000 \text{ cm}^{-3} \text{ se } [S II]\lambda 6716/[S II]\lambda 6731 < 0.55 \\ 10^{2(2.35 - \frac{[S II]\lambda 6716}{[S II]\lambda 6731})} \text{ cm}^{-3} \text{ se} \\ [S II]\lambda 6716/[S II]\lambda 6731 > 0.55 \text{ e } [S II]\lambda 6716/[S II]\lambda 6731 < 1.35 \end{cases} \quad (7.4)$$

Todas estas relações são aproximações obtidas com o gráfico da figura 6.3. Particularmente, na faixa $0.55 < [S II]\lambda 6716/[S II]\lambda 6731 < 1.35$, supomos que o logaritmo da densidade eletrônica cresce linearmente com o logaritmo da razão $[S II]\lambda 6716/[S II]\lambda 6731$. Os mapas da densidade eletrônica de oito galáxias da amostra são mostrados nas figuras 7.9a e 7.9b.

Nas bordas espaciais dos cubos de dados, o sinal/ruído das linhas do [S II] são baixos, o que pode resultar em medidas incorretas da densidade eletrônica do gás. Isto explica os diversos artefatos observados nos mapas das figuras 7.9a e 7.9b. Embora as regiões nucleares sejam detectadas em pelo menos 5 galáxias, os valores apresentados na tabela 6.2 são mais representativos para tais regiões. Isto porque no capítulo 6, as densidades eletrônicas das regiões nucleares são calculadas em espectros extraídos de uma maneira eficiente de tais regiões, levando-se em conta o efeito das PSFs das observações. Mesmo no caso das regiões circumnucleares, as densidades eletrônicas apresentadas na tabela 7.1 devem ser mais corretas, até mesmo porque os espectros analisados na seção 7.1 possuem um sinal/ruído alto o suficiente para se extrair uma razão $[S II]\lambda 6716/[S II]\lambda 6731$ mais precisa. Entretanto, alguns resultados apresentados nas figuras 7.9a e 7.9b valem ser discutidos. Na galáxia NGC 2663, o perfil da densidade eletrônica obtido ao longo do disco de gás revela um gradiente radial positivo deste parâmetro. Na seção 7.1, já havia sido mencionado que a região circumnuclear desta galáxia seria mais densa do que o sua região nuclear. Em NGC 3136, a região mais densa está, de fato, localizada fora do núcleo. Já no caso da galáxia ESO 208 G-21, há duas regiões extensas com densidades da ordem de 200 cm^{-3} . Tais regiões são menos luminosas do que o núcleo desta galáxia, mas possuem fluxos de [S II] altos o suficiente para deslocar, da região nuclear, a centroide do objeto detectado no mapa da região de HD desta galáxia, como pode ser notado nos perfis da figura 7.8a.

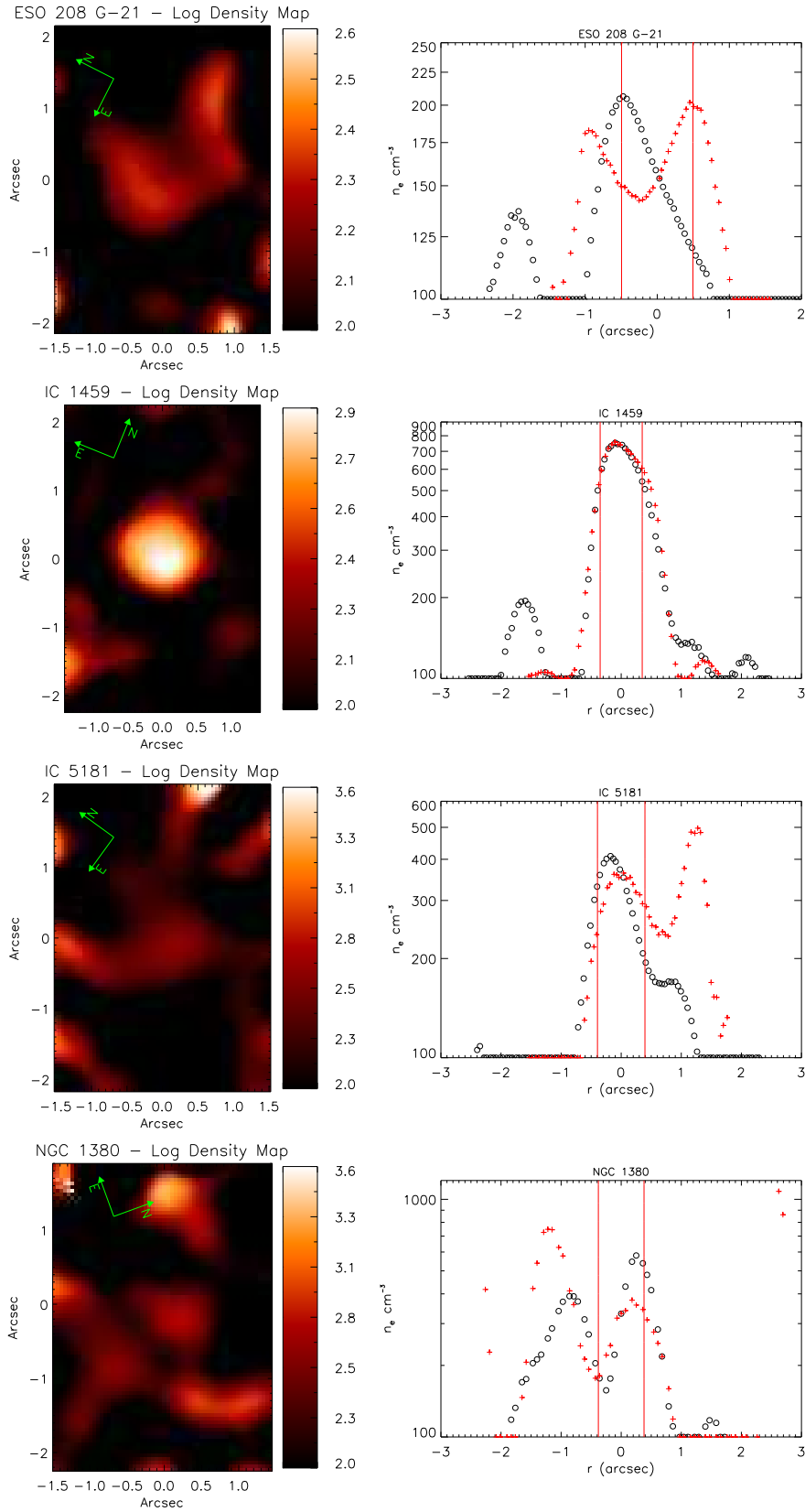


Figura 7.9a: Esquerda: Mapa da densidade do gás em cm^{-3} . Direita: Perfil do mapa da densidade do gás. Nos perfis, os círculos pretos foram extraídos na direção paralela ao ângulo de posição do disco de gás, enquanto as cruzes vermelhas são os pontos extraídos na direção perpendicular aos discos de gás. As linhas verticais paralelas em vermelho delimitam o FWHM das PSFs das observações.

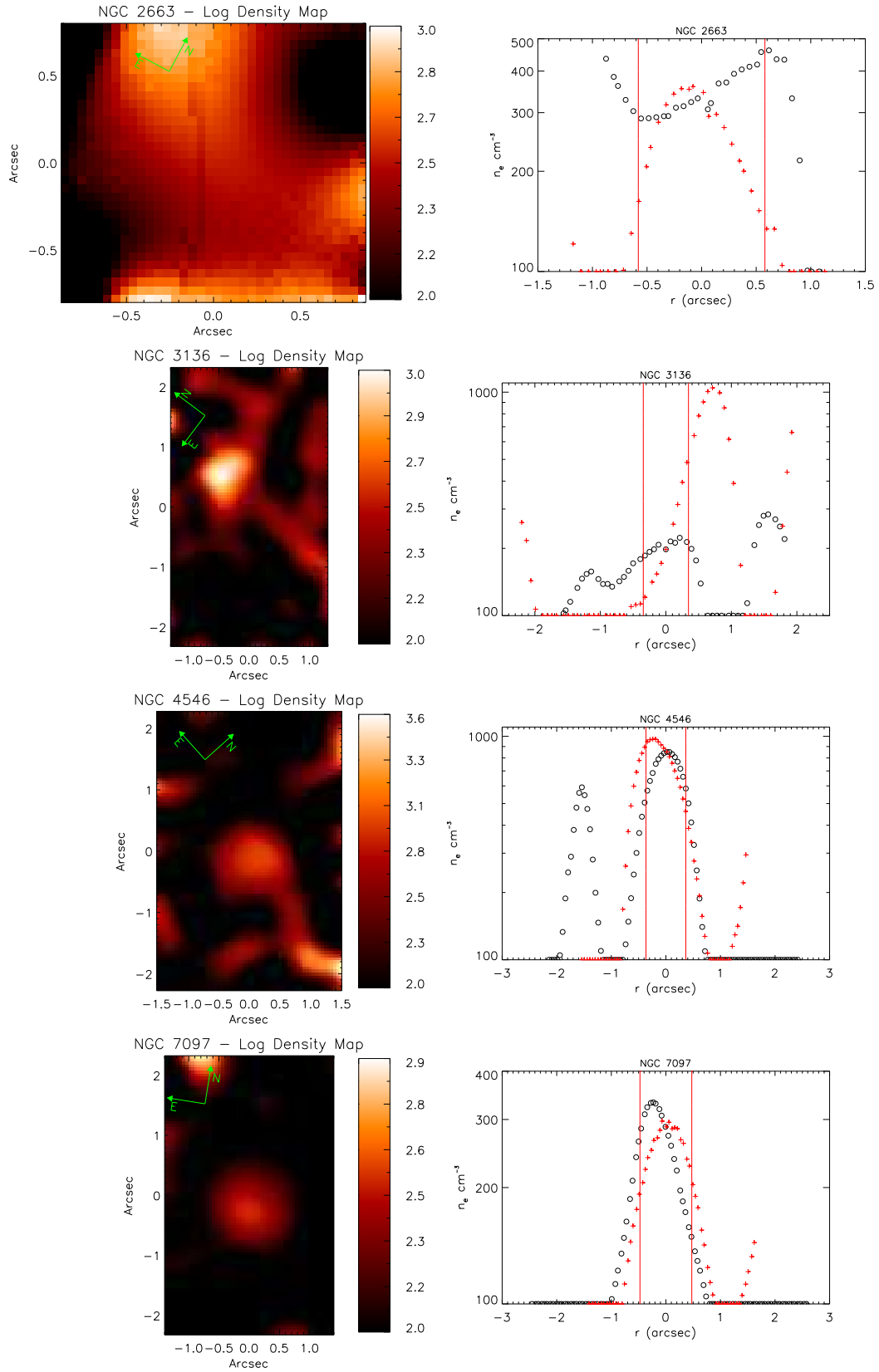


Figura 7.9b: Esquerda: Mapa da densidade do gás em cm^{-3} . Direita: Perfil do mapa da densidade do gás. Nos perfis, os círculos pretos foram extraídos na direção paralela ao ângulo de posição do disco de gás, enquanto as cruzes vermelhas são os pontos extraídos na direção perpendicular aos discos de gás. As linhas verticais paralelas em vermelho delimitam o FWHM das PSFs das observações.

7.3.7 Perfis da galáxia IC 1459 - Novo cálculo do P.A. utilizando-se o mapa da velocidade radial

Ao longo das subseções anteriores, foi comentado que o ângulo de posição do disco de gás da galáxia IC 1459 medido no mapa da velocidade radial é bastante impreciso (ver justificativa na seção 7.3.1). Com isto, resolvemos estimar um novo valor do P.A. utilizando-se este mapa da seguinte forma: encontrando-se o valor do P.A. cujo perfil da velocidade radial ao longo da direção perpendicular ao disco de gás possua valores aproximadamente iguais a zero dentro da região delimitada pela PSF espacial do cubo de gás desta galáxia. Este novo valor do P.A. é de 43° , que possui uma diferença de 10° do valor do P.A. calculado com o tomograma correspondente ao disco de gás desta galáxia e de 9° em relação ao valor obtido por Verdoes Kleijn et al. (2000) e de 47° em relação ao P.A. apresentado na tabela 7.3. Os perfis com este novo P.A., extraídos dos mapas apresentados ao longo da seção 7.3 da galáxia IC 1459 são apresentados na figura 7.10.

Nestes novos perfis, nota-se que as emissões da linha de $H\alpha$, da largura equivalente da linha de $H\alpha$ e das regiões de baixa densidade são mais importantes ao longo do disco de gás do que na direção perpendicular ao disco, cujos resultados também foram observados para outras 5 galáxias da amostra. Isto indica que um P.A. = 43° é mais representativo do disco de gás de IC 1459 do que a medida apresentada na tabela 7.3. Tal resultado também mostra que medidas do P.A. dos discos de gás são mais precisos quando calculados com tomogramas que representam tais objetos, quando os mapas da velocidade radial não correspondem a um movimento kepleriano.

7.4 Raio das regiões ionizadas pelos AGNs

Na seção 7.1, mostramos que as regiões circumnucleares de 7 galáxias da amostra possuem espectros com razões de linhas típicas de LINERs. Embora o espectro desta região na galáxia NGC 3136 possua razões típicas de uma Seyfert, será mostrado na seção 7.7.2 que esta característica está vinculada ao objeto puntiforme detectado na Tomografia PCA, à nordeste do AGN, no tomograma da figura 5.9. Por isso, no contexto dessa seção, iremos supor que, no geral, a região circumnuclear de NGC 3136 seja classificada como um LINER.

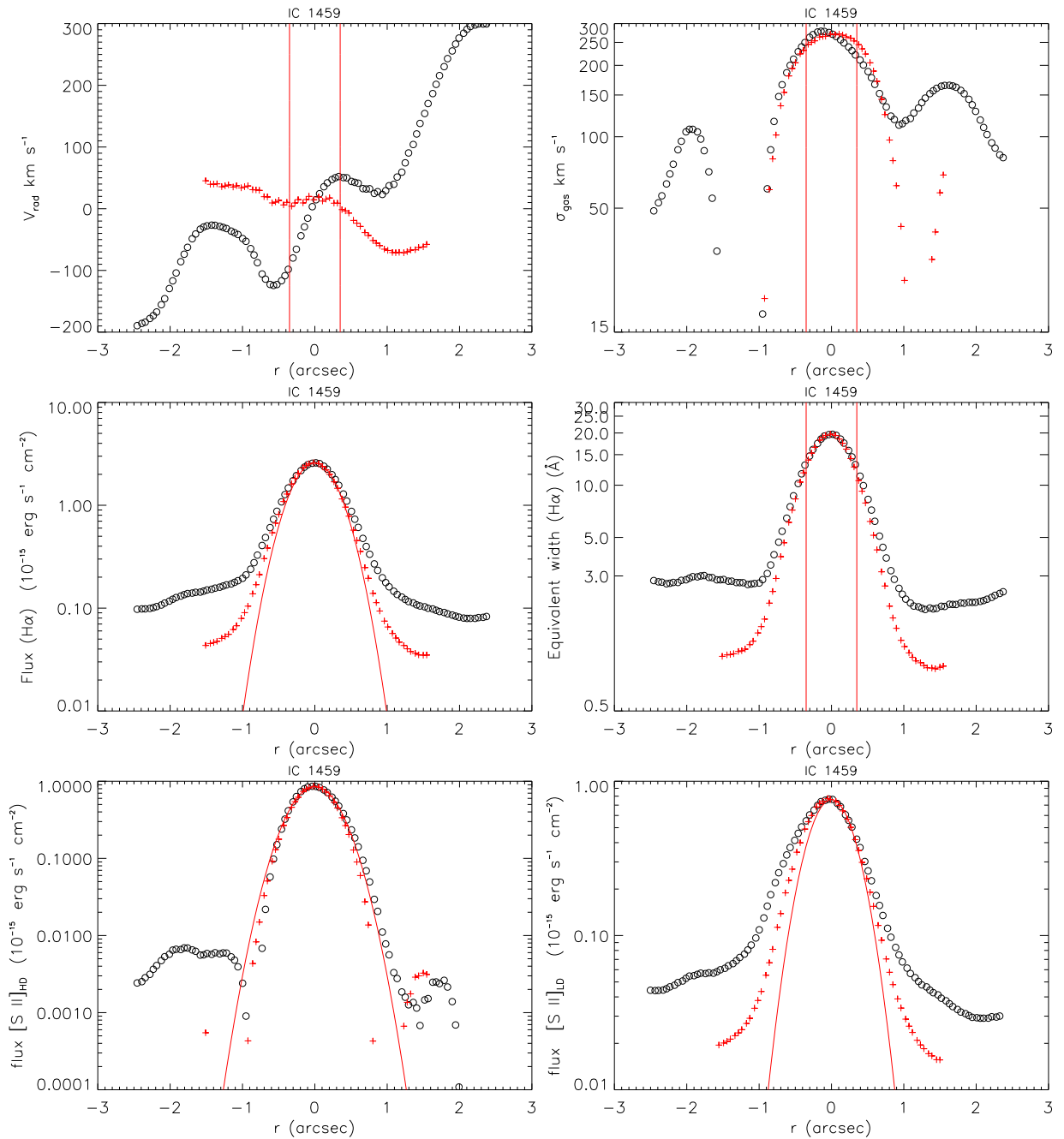


Figura 7.10: Perfis dos mapas de propriedades das linhas em emissão apresentados na seção 7.3 para a galáxia IC 1459. Note que um P.A. = 43° para o disco de gás faz com que o perfil da velocidade radial ao longo da direção perpendicular ao disco de gás produza valores em torno de zero na região nuclear de IC 1459.

Com a equação 2.2, é possível estimar o raio de gás ionizado que as fontes centrais das galáxias da amostra são capazes de produzir. O parâmetro de ionização (ver equação 2.2) de um AGN do tipo LINER é de $\log U \sim -3.5$ (Ferland e Netzer, 1983; Ho, 2008). No caso do raio da BLR, utilizamos $n_e \sim 10^6 \text{ cm}^{-3}$. Para o raio da NLR, utilizamos $n_e \sim 112 \text{ cm}^{-3}$, estimada através da média da densidade eletrônica das regiões circumnucleares das galáxias ESO 208 G-21, IC 1459, IC 5181, NGC 4546 e NGC 7097 (ver tabela 7.1). As demais galáxias não entraram nesta média ou porque possuem outras fontes de fotoionização em suas regiões circumnucleares (NGC 1380 e NGC 3136) ou senão por causa da medida imprecisa de sua densidade eletrônica nesta região (NGC 2663). Tanto para a NLR como para a BLR, utilizamos os valores de $Q(H)$ calculados no capítulo 6 e apresentados na tabela 6.5. Os resultados da estimativa dos raios de ambas as regiões são mostradas na tabela 7.4.

Nome	r_{blr} (arcsec)	r_{nlr} (arcsec)	r_{nlr} (pc)	r_{nlr} (CLOUDY) (arcsec)
	(1)	(2)	(3)	(4)
ESO 208 G-21	0.04	3.25	268	2.16
IC 1459	0.05	4.35	571	1.36
IC 5181	0.03	2.23	270	1.47
NGC 1380	0.02	2.02	176	2.04
NGC 2663	0.05	4.29	562	2.05
NGC 3136	0.03	2.55	298	1.97
NGC 4546	0.05	3.99	329	1.36
NGC 7097	0.03	2.73	411	1.53

Tabela 7.4 - (1) e (2) - Raios das BLR e das NLR, em segundos de arco, que as fontes centrais de cada galáxia são capazes de produzir. Supomos $\log U \sim -3.5$, $n_e(\text{NLR}) \sim 112 \text{ cm}^{-3}$, $n_e(\text{BLR}) \sim 10^6 \text{ cm}^{-3}$ e os valores de $Q(H)$ apresentados na tabela 6.5. (3) - Raios da NLR apresentados em (2), em parsecs. (4) - Raios da NLR, em segundos de arco calculados com o CLOUDY (parâmetros do cálculo descritos no texto). Em todos os objetos, assumimos o valor $r_{nlr}(\text{CLOUDY}) = 178 \text{ pc}$ do modelo típico, deslocado à distância de cada galáxia.

Em todos os casos, os raios ionizados causados pelos AGNs são maiores do que os raios externos da casca esférica de onde foram extraídos os espectros das regiões circumnucleares. Isto indica que tais regiões são fotoionizadas pelos seus respectivos AGNs. Para confirmar estes resultados, calculamos também o raio ionizado por um AGN utilizando-se o software CLOUDY³. Neste caso, supomos uma geometria esférica, um contínuo na forma de uma lei de potência $f_\nu \propto \nu^\alpha$, com $\alpha \sim -1.5$, cujo valor é típico para LINERs (Ho, 2008), um

³ Calculations were performed with version 07.02.00 of CLOUDY, last described by Ferland et al. (1998).

corte em 24 eV da energia mínima dos fótons provenientes da fonte central (fótons menos energéticos já foram absorvidos pelas regiões mais internas da galáxia, como a BLR, por exemplo. Ver [Menezes 2012](#)), $\log Q(H) = 52.28$ (média dos valores de $Q(H)$ das mesmas cinco galáxias utilizadas para se estimar o valor médio de n_e das NLRs), uma composição química de 2.5 vezes a metalicidade solar, $n_e = 112 \text{ cm}^{-3}$, um raio interno de 0.1 pc e um filling factor de 0.007 (média das mesmas cinco galáxias comentadas acima). Nestas condições, o raio ionizado pelo AGN calculado pelo CLOUDY é de ~ 178 pc (ver na tabela [7.4](#) este raio em segundos de arco para cada galáxia), o qual é sistematicamente menor do que os valores apresentados na tabela [7.4](#). Isto ocorre basicamente porque, na região externa da esfera ionizada, o cálculo com o CLOUDY resultou em um parâmetro de ionização $\log U = -2.8$, enquanto foi utilizado $\log U = -3.5$ para as estimativas descritas no parágrafo anterior. Um problema com este modelo é que as razões de linhas calculadas ($[\text{N II}]/\text{H}\alpha = 0.4$, $[\text{O III}]/\text{H}\beta = 8.2$, $[\text{O I}]/\text{H}\alpha = 0.03$ e $[\text{S II}]/\text{H}\alpha = 0.35$) estão em desacordo com os valores medidos para as regiões circumnucleares das galáxias da amostra (tabela [7.2](#)). A questão é que, embora este modelo seja bastante útil para se estimar o raio do gás ionizado por um AGN, ele é simples demais para se analisar as condições de ionização desta nebulosa. [Menezes \(2012\)](#) construiu modelos de fotoionização bem sucedidos para a galáxia de Sombrero supondo-se diferentes parâmetros de ionização, diferentes cortes de energia mínima para os fótons e uma geometria plano-paralela. Segundo [Osterbrock e Ferland \(2006\)](#), este tipo de modelagem feito por [Menezes \(2012\)](#) é representativa para apenas uma condensação mais densa, cujo tamanho é pequeno em relação a distância da fonte, o que causaria uma iluminação desta nuvem por feixes paralelos de radiação ionizante. Para uma modelagem mais precisa, deve ser levado em conta uma distribuição espacial de gás mais detalhada ([Osterbrock e Ferland, 2006](#); [Ho, 2008](#)). Entretanto, tal procedimento está fora do escopo desta tese.

Concluimos que, apesar do modelo CLOUDY prever raios menores do que as medidas, a diferença é pequena e, dadas as incertezas, compatível. Isso corrobora a ideia de que as regiões circumnucleares, com escalas de 100 pc, são fotoionizadas por AGNs.

7.5 Discos ou cones de ionização? Os casos de IC 5181 e NGC 2663

Em sete dos oito objetos estudados nesta seção, propomos que as emissões circumnucleares estão na forma de um disco de gás em rotação. Entretanto, um cone de ionização pode produzir os resultados cinemáticos obtidos na seção 7.3.1 e também nos tomogramas do capítulo 5, embora apenas a galáxia NGC 3136 pareça ter um cone de ionização evidente (figura 5.8). Nos casos de NGC 1380 e ESO 208 G-21, o P.A. da cinemática do gás é semelhante ao P.A. da cinemática estelar (seções 5.3, 7.3.1 e 8.3) e, provavelmente, devem estar associados à discos de gás, cuja origem deve ser interna à galáxia (e.g. ventos provenientes das estrelas presentes no disco estelar). Particularmente, em NGC 1380, esta hipótese é reforçada pelo fato de que regiões H II estão no mesmo plano de rotação. Em IC 1459, NGC 7097 e NGC 4546, embora haja uma contra-rotação das componentes de gás e estelares⁴, seus discos de gás se estendem para regiões além do FOV dos cubos de gás (IC 1459 - Franx e Illingworth 1988; Goudfrooij et al. 1990; Cappellari et al. 2002; NGC 7097 - Caldwell et al. 1986; NGC 4546 - Galletta 1987; Sarzi et al. 2006).

Um caso que merece uma atenção especial é o de IC 5181. Nesta galáxia, os planos das cinemáticas estelar e do gás são aproximadamente perpendiculares entre si (seções 5.3, 7.3.1 e 8.3). Embora um acréscimo de gás externo possa produzir um disco de gás perpendicular ao estelar, um cone de ionização é bastante provável neste objeto. O mapa da dispersão de velocidade do gás revela que tal parâmetro é mais baixo ao longo da componente cinemática detectada no mapa da velocidade radial, o que sugere um disco fino de gás. Sendo assim, se considerarmos que a 1" do núcleo ($\sim 3.7 \times 10^{20}$ cm) na direção da cinemática do gás, $V_{rad} \sim 159 \text{ km s}^{-1}$, então podemos estimar a massa dinâmica dentro deste raio como $M = V_{rad}^2 R / (G \sin(i)^2) = 7 \times 10^8 / \sin(i)^2 M_{\odot}$. A massa do buraco negro desta galáxia é de $\sim 4 \times 10^8 M_{\odot}$ (tabela 8.2). Isto indica que a componente circumnuclear de gás deve estar sob a forma de um disco de gás, ao menos nesta região. Por outro lado, os mapas das larguras equivalentes das linhas de [N II] e de H α revelam um desvio nas regiões mais internas. Tal desvio está ao longo da direção norte-sul, se estendendo em \sim

⁴ No capítulo 5, mostramos que na galáxia NGC 4546, a rotação da componente estelar e da componente de gás não estavam no mesmo plano, assim como em IC 5181. Porém, em IC 5181, estes planos formam um ângulo quase perpendicular, enquanto em NGC 4546, ambas as componentes estão mais próximas de estarem em contra-rotação (compare as figuras 7.4d e 8.2b)

0.7" nos dois sentidos, partindo-se do núcleo. Nesta região, a dispersão de velocidades é mais importante. Este desvio pode ser causado por um cone de ionização nesta galáxia. Note que, no mapa da velocidade radial ao longo do disco de gás, os valores de V_{rad} crescem de uma maneira mais inclinada em $r < 0.7''$, sendo que, além desta região, o aumento de V_{rad} é menos intenso. Isto pode indicar que nas regiões mais internas do disco de gás, algum efeito não gravitacional (e.g. ‘outflows’) deve causar o desvio observado nos mapas das larguras equivalentes.

Outro caso curioso é o da galáxia NGC 2663. A cinemática do gás é restrita às regiões mais internas do campo de visada. Este objeto não possui uma componente estelar em rotação (ver seções 5.3 e 8.3). Se esta cinemática estiver associada a um disco de gás em rotação, então certamente sua origem seria externa. Entretanto, o perfil do fluxo da linha de H α revela que esta galáxia possui pouca, ou mesmo nenhuma emissão circumnuclear. Outra peculiaridade é que um disco de gás deveria ser emitido pelas regiões de baixa densidade ao longo do P.A. paralelo à sua rotação, o que não é observado (ver figura 7.8d). Na verdade, a estrutura detectada no mapa de HD é alongada na direção desta rotação, o que só acontece neste objeto da amostra. Com isso, há uma possibilidade de esta cinemática detectada na componente de gás de NGC 2663 ser um cone de ionização. Entretanto, como esta componente possui um campo de visada bastante limitado, além da resolução espacial ser da ordem de 1.1", não é possível interpretar efetivamente a causa desta cinemática de gás.

7.6 Observações do HST para as regiões nucleares

Observações feitas com o telescópio espacial Hubble podem fornecer informações adicionais aos resultados obtidos com os cubos de dados, principalmente devido a alta resolução destas imagens. As galáxias NGC 1380, IC 1459 e NGC 3136 possuem imagens⁵ públicas observadas com os filtros I, V e em uma banda estreita na região das linhas de H α + [N II] $\lambda\lambda$ 6548,6583. Já a galáxia ESO 208 G-21 possui observações feitas apenas com o filtro I e na banda estreita das linhas de H α + [N II] $\lambda\lambda$ 6548,6583. Tanto a razão (H α + [N II])/I como

⁵ NGC 1380: GO 10240, PI - Aaron Barth; IC 1459: GO 6537, PI - Tim de Zeeuw, GO 5454, PI - Marijn Franx; NGC 3136: GO 6822, PI - Paul Goudfrooij; ESO 208 G-21: GTO/ACS 9293, PI - Holland Ford

a razão $(H\alpha+[N II])/V$ realçam a emissão de gás ionizado nas galáxias. A componente ‘wavelet’ de alta frequência espacial da imagem na banda I revela a componente estelar central das galáxias. Já a imagem da cor V - I mapeia a extinção intrínseca das galáxias. Na figura 7.11, mostramos as imagens do HST das 4 galáxias citadas acima com o mesmo FOV e a mesma orientação da dimensão espacial dos cubos de dados.

No caso de IC 1459, a emissão de gás ionizado revelou uma estrutura extensa, provavelmente associada com o disco de gás. A componente ‘wavelet’ de alta frequência da emissão de gás ionizado mostrou um objeto puntiforme, localizado na região central da galáxia e na mesma posição de uma estrutura puntiforme azul detectada na imagem da cor V - I. A extinção causada pela poeira possui uma forma de sinal de integral na direção SW - NE.

Em NGC 1380, a emissão de gás ionizado revelou 3 objetos puntiformes na região central do FOV. Dois destes objetos estão separados de aproximadamente $0.2''$ na direção nordeste-sudoeste. Não é possível afirmar qual destes objetos corresponde ao AGN detectado no cubo de dados, já que a resolução espacial no FOV desta galáxia é de $0.76''$. Entretanto, um destes objetos está localizado na região nuclear do bojo, o que torna a associação deste objeto com o AGN mais provável. A emissão puntiforme localizada ao sul do núcleo coincide com o objeto detectado nos mapas da largura equivalente da linha de $[N II]$, da razão $[N II]/H\alpha$ e das regiões de HD do gás, cuja interpretação para este objeto é que se trate de um outro AGN na galáxia NGC 1380. A região H II, que é evidente no mapa da EW da linha de $H\alpha$ e no mapa da razão $[N II]/H\alpha$, não parece estar presente nesta imagem do HST. Com a imagem V - I, detectamos um disco de poeira que se estende em toda a direção norte e sul do FOV, a oeste da região nuclear da galáxia. Tal disco de poeira deve corresponder ao disco externo de NGC 1380, já que esta galáxia é classificada como uma S0. Uma estrutura menor de poeira, na mesma direção do disco, está localizada na região nuclear de NGC 1380, o que deve explicar os altos valores de $E(B-V)$ apresentado na tabela 7.5.

Na galáxia ESO 208 G-21, há uma emissão de gás ionizado intensa na região nuclear do bojo. Detectamos também uma extinção da emissão do gás ao longo de toda a direção leste oeste no FOV, ligeiramente ao sul da região nuclear. Como esta galáxia é classificada como uma S0 (ver tabela 4.1), esta extinção ao longo do FOV deve corresponder ao disco externo da galáxia.

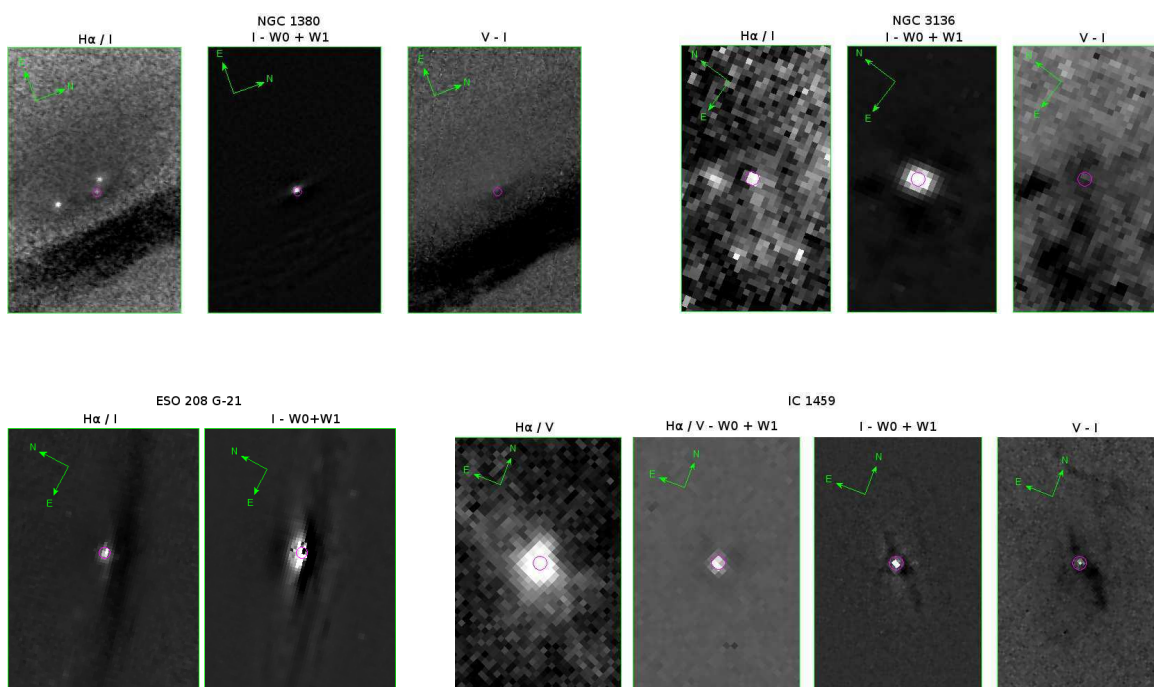


Figura 7.11: Imagens de arquivo do HST das galáxias NGC 1380, NGC 3136, ESO 208 G-21 e IC 1459. Em todos os casos, as imagens são apresentadas com o mesmo campo de visada e a mesma orientação das observações do GMOS IFU. O círculo em magenta refere-se à posição da parte nuclear do bojo em todas as imagens. Nas imagens V - I, a parte escura representa as regiões com maior extinção destas regiões das galáxias.

Já na galáxia NGC 3136 a emissão de gás ionizado é bastante complexa. Nós confirmamos a presença de uma emissão puntiforme no centro do bojo da galáxia. Uma emissão mais fraca e ligeiramente extensa aparece na direção nordeste do centro. Estas duas emissões estão nas posições correspondentes aos dois objetos puntiformes detectados com a Tomografia PCA (figura 5.9). Confirmamos na imagem $(H\alpha + [N II])/I$ do HST, que a estrutura extensa localizada à sudeste do núcleo e detectada nos mapas das larguras equivalentes das linhas de $[N II]$ e de $H\alpha$ corresponde a dois objetos compactos. Já o objeto que foi detectado a sudoeste do núcleo está no limite do campo de visada do cubo de gás, porém é ligeiramente extenso na imagem $(H\alpha + [N II])/I$ do HST. Todo o campo de visada da imagem $(H\alpha + [N II])/I$ do HST mostrada na figura 7.11 parece estar preenchido por uma emissão difusa de gás. A imagem V - I mostrou que há uma estrutura extensa com alta extinção por poeira localizada a sudeste do núcleo.

7.7 Casos especiais

Como discutido na seção 7.3, as galáxias NGC 1380 e NGC 3136 parecem possuir outras fontes compactas de fótons ionizantes (i.e. além dos AGNs centrais e de possíveis fontes extensas). Nas subseções abaixo, iremos estudar a natureza destas fontes em ambas as galáxias.

7.7.1 O caso de NGC 1380

Na seção 6.3, mostrou-se que a região nuclear⁶ de NGC 1380 pode ser classificada como um LINER, embora, dentro dos erros, a classificação desta região como um objeto de transição não possa ser descartada. O mapa da largura equivalente da linha de $H\alpha$ desta galáxia, mostrado na figura 7.4a, revelou um excesso de emissão desta linha na coordenada (-1.3,-1.3)⁷ (objeto 4). Na mesma posição, o mapa da razão $[N II]/H\alpha$ tem valores da ordem de 0.6. Não há evidências deste objeto no mapa da largura equivalente de $[N II]$. Estes resultados indicam que deve haver uma região H II nesta posição do FOV, que deve estar contaminando o espectro nuclear de NGC 1380, o que justificaria a classificação do núcleo desta galáxia como um objeto de transição. Além deste objeto, na posição (1.4,0.1) (objeto 5) também parece haver um excesso de $H\alpha$ em relação à emissão de $[N II]$. Embora nesta região, $[N II]/H\alpha \sim 1.0$, não se pode descartar a presença de estrelas jovens nas vizinhanças desta coordenada, em especial em posições fora do FOV do cubo de gás de NGC 1380.

Além das duas regiões H II, na posição (-0.5,-0.9) (objeto 3) há um objeto puntiforme, o qual já foi citado em diversos mapas apresentados na seção 7.3, principalmente por seus altos valores de largura equivalente da linha de $[N II]$ e por possuir um fluxo importante no mapa das regiões de HD. Este objeto também foi detectado na imagem de $(H\alpha+[N II])/I$ do HST (ver figura 7.11). Foi proposto que este objeto se trata de um segundo AGN em NGC 1380, menos intenso do que aquele detectado com a Tomografia PCA no capítulo 5

⁶ Nesta seção, a região nuclear será denominada por objeto 1+2, já que a imagem de $(H\alpha+[N II])/I$ do HST (figura 7.11) detectou dois objetos separados por 0.2" em tal região. Isto implica que as medidas dos fluxos de linhas referentes ao núcleo detectado no cubo de gás corresponde à soma destes dois objetos

⁷ As coordenadas espaciais apresentadas neste capítulo serão da forma (pos_x, pos_y) , sempre em segundos de arco

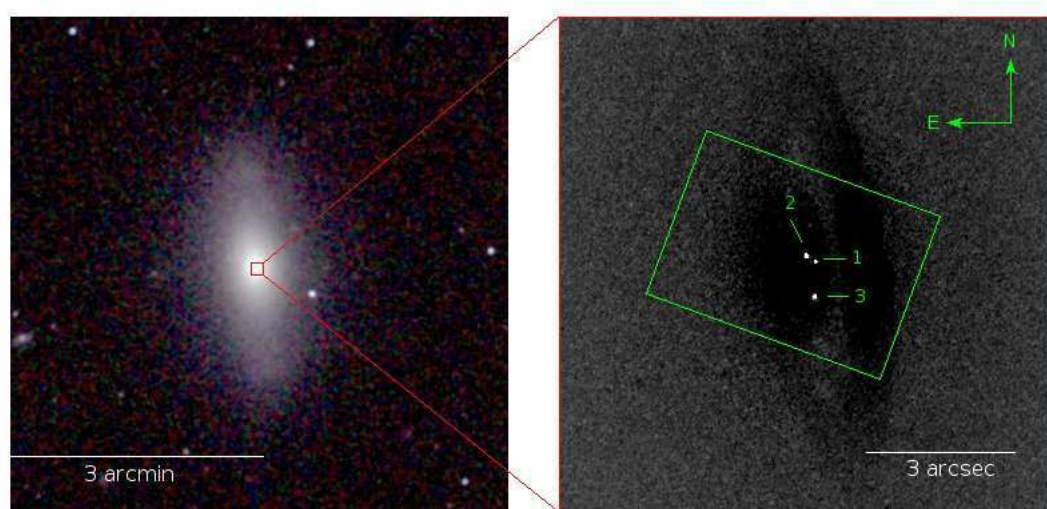


Figura 7.12: Esquerda: RGB das imagens JHK de NGC 1380 obtidas com o 2MASS. Direita: Imagem $(H\alpha+[N II])/I$ do HST. Esta imagem é a mesma que é apresentada na figura 7.11, entretanto com um campo de visada de $10'' \times 10''$. O campo de visada do cubo de gás desta galáxia também é mostrado na figura. Os números correspondem aos objetos detectados na região central desta galáxia.

e estudado em detalhes no capítulo 6.

Os espectros dos objetos 3, 4 e 5 foram extraídos do cubo de gás de NGC 1380. Na figura 7.12, é mostrada a posição dos objetos 1, 2 e 3. O procedimento é idêntico ao descrito na seção 6.2, porém com as imagens gaussianas centradas nas coordenadas dos objetos. Os fluxos das linhas destes espectros foram calculados com o mesmo procedimento descrito nas seções 6.2 e 6.2.1. As únicas diferenças são que, para as posições onde há suspeitas de regiões H II, o excesso de cor $E(B-V)$ foi calculado supondo-se uma razão $H\alpha/H\beta$ intrínseca de 2.8 (Osterbrock e Ferland, 2006). As tabelas 7.5 e 7.6 mostram os resultados decorrentes destes ajustes para o núcleo (que são os mesmos resultados apresentados nas tabelas 6.1 e 6.2) e para os outros três objetos detectados no cubo de gás de NGC 1380. Os diagramas diagnósticos $[N II]/H\alpha \times [O III]/H\beta$, $[S II]/H\alpha \times [O III]/H\beta$ e $[O I]/H\alpha \times [O III]/H\beta$, com os 3 objetos mais o núcleo são apresentados na figura 7.13.

Os objetos 1+2 e 3 podem ser classificados como LINERs, enquanto o objeto 4 possui razões de linhas típicas de uma região H II. O objeto 1+2 possui as maiores razões $[N II]/H\alpha$, $[S II]/H\alpha$ e $[O I]/H\alpha$, enquanto o objeto 4 possui os menores valores destas razões. Aliás, Steiner et. al (2013, em preparação e em anexo nesta tese) propuseram que os objetos 1 e 2 são, cada um deles, AGNs. Os objetos 3 e 5 possuem tais razões de linhas bastante semelhantes. Porém, no caso do objeto 3, $n_e \sim 315 \text{ cm}^{-3}$, cujo valor é semelhante

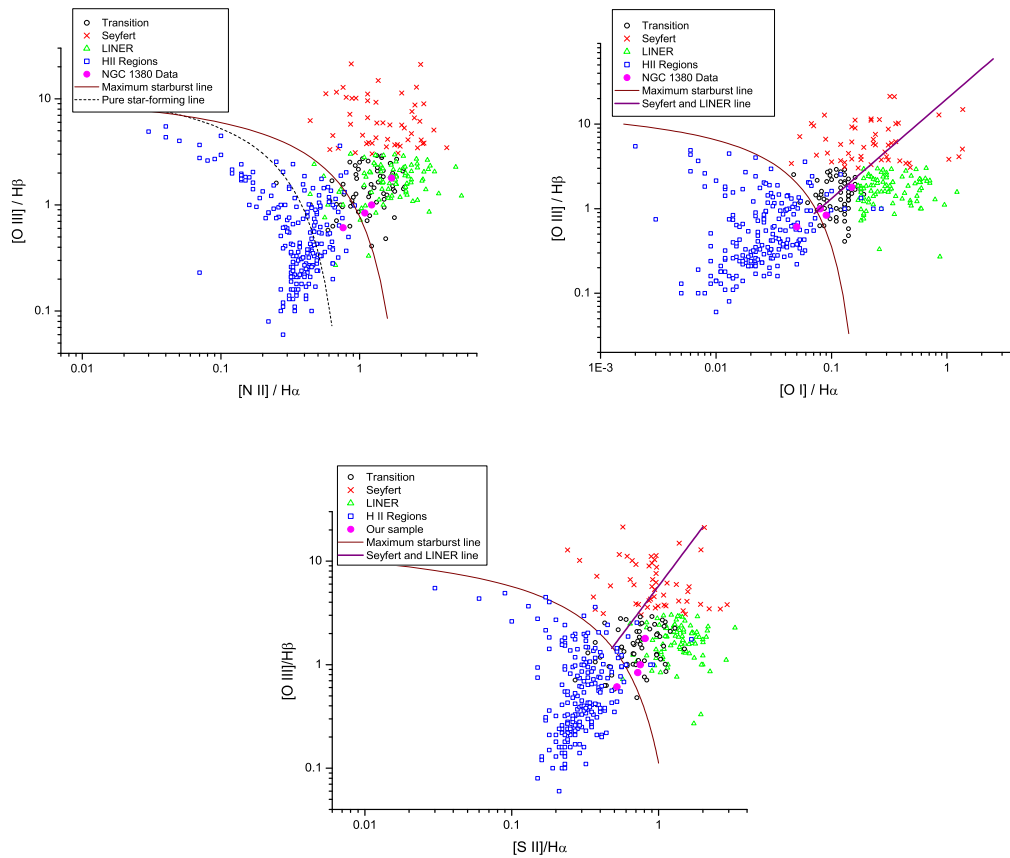


Figura 7.13: Diagramas BPT com os resultados dos quatro objetos encontrados na região central da galáxia NGC 1380. Tais razões de linhas estão apresentadas na tabela 7.5. As galáxias do ‘Palomar survey’ foram inseridas com o sistema de classificação proposto em [Ho et al. \(1997a\)](#). O sistema de classificação proposto em [Kewley et al. \(2006\)](#) também foi inserido nos diagramas.

Posição	$f(H\alpha)_n$	$(H\alpha/H\beta)_n$	E(B-V)	[N II]/H α	[S II]/H α	[O I]/H α	[O III]/H β	[N I]/H β
1+2 - (0.2,-0.3) (nuc)	34±2	5.82±0.70	0.61±0.12	1.70±0.11	0.81±0.05	0.15±0.01	1.79±0.22	0.32±0.14
3 - (-0.6,-0.9)	17±1	4.77±0.53	0.42±0.11	1.22±0.11	0.75±0.06	0.08±0.02	1.00±0.13	0.37±0.14
4 - (-1.3,-1.3)	10.3±0.4	4.94±0.30	0.55±0.06	0.76±0.04	0.52±0.03	0.05±0.01	0.61±0.05	0.15±0.04
5 - (1.4,0.1)	6.1±0.3	4.80±0.43	0.52±0.09	1.09±0.07	0.72±0.04	0.09±0.01	0.84±0.10	0.07±0.07

Tabela 7.5 - Fluxos das componentes compactas detectadas na galáxia NGC 1380. O fluxo da linha de $H\alpha$ está em unidades de 10^{-15} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$. As coordenadas são (x,y) em segundos de arco para os objetos 1+2, 3, 4 e 5. Os fluxos e razões de linhas do objeto 1+2 são referentes ao núcleo da galáxia estudado no capítulo 6, cujos valores mostrados acima são os mesmos que foram apresentados na tabela 6.1. Os cálculos de E(B-V) foram feitos supondo-se $H\alpha/H\beta = 3.1$ para os objetos 1+2 e 3 e $H\alpha/H\beta = 2.8$ (caso B, $T = 10000$ K, supondo-se fotoionização por estrelas jovens - Osterbrock e Ferland 2006) para os objetos 4 e 5.

ao calculado para o objeto 1+2 ($n_e \sim 360$ cm $^{-3}$). Isto favorece a hipótese de que o objeto 3 seja um terceiro AGN em NGC 1380. Como os objetos 3 e 4 são separados de $\sim 0.9''$, o espectro do objeto 3 deve estar contaminado pela região H II correspondente ao objeto 4, o que deve diminuir as razões [N II]/H α , [S II]/H α e [O I]/H α medidas no objeto 3, principalmente devido a contaminação da linha de $H\alpha$ proveniente desta região H II. Já no objeto 5, $n_e < 100$ cm $^{-3}$, o que é consistente com uma região H II. Note que as posições deste objeto nos diagramas diagnósticos são próximas o suficiente da linha que divide regiões H II de LINERs para indicar que nesta posição há outra região de formação estelar. Como comentado na seção 7.3.3, [N II]/H $\alpha \sim 0.8$ na região do objeto 5. De uma certa maneira, a emissão do gás circumnuclear deve contaminar o espectro do objeto 5. Provavelmente as razões [N II]/H α , [S II]/H α e [O I]/H α devem diminuir em regiões além do FOV do cubo de gás desta galáxia e, com isso, sua posição no diagrama diagnóstico deve ser deslocada para o quadrante das regiões H II.

Posição	log $L(H\alpha)$	n_e
1+2 - (0.2,-0.3) (nuc)	39.77±0.18	360
3 - (-0.5,-0.9)	39.27±0.17	315
4 - (-1.3,-1.3)	39.19±0.14	145
5 - (1.4,0.1)	38.93±0.16	< 100

Tabela 7.6 - Luminosidade das linhas de $H\alpha$, em erg s $^{-1}$, e densidade eletrônica, em cm $^{-3}$, dos objetos compactos detectados na região central da galáxia NGC 1380. As luminosidades das linhas de $H\alpha$ foram corrigidas dos efeitos de avermelhamento utilizando-se os valores de E(B-V) apresentados na tabela 7.5.

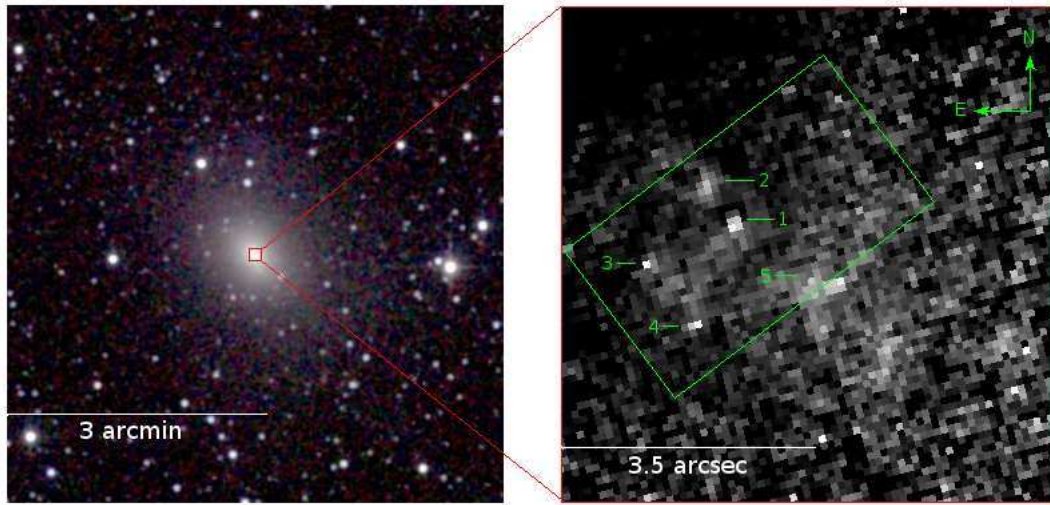


Figura 7.14: Esquerda: RGB das imagens JHK de NGC 3136 obtidas com o 2MASS. Direita: Imagem $(H\alpha+[N II])/I$ do HST. Esta imagem é a mesma que é apresentada na figura 7.11, entretanto com um campo de $7'' \times 7''$. O campo de visada do cubo de gás desta galáxia também é mostrado na figura. Os números correspondem aos objetos detectados na região central desta galáxia.

7.7.2 NGC 3136

No capítulo 5, foi comentado que a galáxia NGC 3136 poderia conter outras fontes de fotoionização, além do AGN central. A Tomografia PCA aplicada na região vermelha do cubo de dados detectou dois objetos puntiformes (ver figura 5.9), sendo um em ‘blueshift’ (objeto 1) e o outro em ‘redshift’ (objeto 2) em relação ao centro de NGC 3136. Os mapas das larguras equivalentes das linhas de $H\alpha$ e de $[N II]$ revelaram três estruturas extensas, sendo uma delas correspondente aos objetos 1 e 2. A estrutura a sudeste do núcleo corresponde a dois objetos compactos (ver discussão na seção 7.6), os quais estão localizados nas coordenadas espaciais $(-0.3, -1.5)$ (objeto 3) e $(0.2, -1.2)$ (objeto 4). A estrutura a sudoeste do núcleo está localizada na coordenada $(1.3, 0.6)$ (objeto 5). A figura 7.14 mostra a posição dos cinco objetos na imagem $(H\alpha+[N II])/I$ do HST. Extraímos os espectros destes 5 objetos da mesma maneira descrita na seção anterior e na seção 6.2, com as gaussianas centradas nas coordenadas apresentadas na tabela 7.7 e com as FWHMs iguais ao ‘seeing’ da observação (ver tabela 4.2). Os resultados dos fluxos das linhas são apresentados nas tabelas 7.7 e 7.8. Para esta galáxia, os cálculos de $E(B-V)$ para as cinco regiões foram feitos supondo-se $H\alpha/H\beta = 3.1$.

Foram construídos os diagramas diagnósticos $[N II]/H\alpha \times [O III]/H\beta$, $[S II]/H\alpha \times [O$

Posição	$f(H\alpha)_n$	$(H\alpha/H\beta)_n$	E(B-V)	[N II]/H α	[S II]/H α	[O I]/H α	[O III]/H β	[N I]/H β
1 - (-0.1,-0.1) (nuc)	91 \pm 3	4.69 \pm 0.65	0.40 \pm 0.13	1.76 \pm 0.06	1.04 \pm 0.04	0.15 \pm 0.03	1.94 \pm 0.29	0.18 \pm 0.10
2 - (-1.0,-0.2)	43 \pm 2	5.81 \pm 1.44	0.61 \pm 0.24	1.70 \pm 0.12	1.23 \pm 0.11	0.17 \pm 0.02	3.24 \pm 0.82	0.49 \pm 0.16
3 - (-0.3,-1.5)	32 \pm 1	4.98 \pm 0.70	0.46 \pm 0.13	1.62 \pm 0.06	1.16 \pm 0.05	0.12 \pm 0.02	2.38 \pm 0.36	0.13 \pm 0.08
4 - (0.2,-1.2)	43 \pm 2	5.58 \pm 1.18	0.57 \pm 0.20	1.55 \pm 0.12	1.06 \pm 0.08	0.11 \pm 0.02	2.41 \pm 0.54	0.03 \pm 0.07
5 - (1.3,0.6)	43 \pm 2	8.62 \pm 1.49	0.99 \pm 0.17	1.55 \pm 0.12	1.06 \pm 0.08	0.11 \pm 0.02	1.83 \pm 0.33	0.0 \pm 0.09

Tabela 7.7 - Fluxos das componentes compactas detectadas na galáxia NGC 3136. O fluxo da linha de H α está em unidades de 10^{-15} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$. As coordenadas são (x,y) em segundos de arco para os objetos 1, 2, 3, 4 e 5. Os fluxos e razões de linhas do objeto 1 são referentes ao núcleo da galáxia estudado no capítulo 6, cujos valores mostrados acima são os mesmos que foram apresentados na tabela 6.1.

Posição	log L(H α)	n_e
1 - (-0.1,-0.1) (nuc)	40.22 \pm 0.16	250
2 - (-1.0,-0.2)	40.12 \pm 0.27	130
3 - (-0.3,-1.5)	39.83 \pm 0.16	< 100
4 - (0.2,-1.2)	40.08 \pm 0.23	120
5 - (1.3,0.6)	40.52 \pm 0.20	140

Tabela 7.8 - Luminosidade das linhas de H α , em erg s $^{-1}$, e densidade eletrônica, em cm $^{-3}$, dos 5 objetos compactos detectados na região central da galáxia NGC 3136. As luminosidades das linhas de H α foram corrigidas dos efeitos de avermelhamento utilizando-se os valores de E(B-V) apresentados na tabela 7.7.

III]/H β e [O I]/H α x [O III]/H β dos cinco objetos, os quais são apresentados na figura 7.15. Analisando-se o diagrama envolvendo a razão [O I]/H α , apenas o AGN, que é o objeto mais luminoso, é um LINER. Todos os outros objetos podem ser classificados como Seyfert. Por outro lado, se levarmos em conta a razão [S II]/H α , então todos os objetos são classificados como LINERs, o que deve fazer mais sentido neste caso, já que a linha de [S II] possui uma razão sinal/ruído razoavelmente maior do que a linha de [O I] nestes 4 objetos.

Uma hipótese plausível para a região central desta galáxia é que ela possua dois AGNs (objetos 1 e 2) e três regiões H II, cujos espectros são contaminados pela luz dos AGNs, caracterizando-as como objetos de transição. Entretanto, os mapas das larguras equivalentes das linhas de H α e de [N II] revelam que os objetos 3, 4, e 5 possuem uma emissão importante da linha de [N II], o que não é típico de uma região de formação estelar. Outro fato curioso é que os objetos 1 e 2 são detectados nos mapas das regiões de baixa densidade, enquanto o esperado seria que tais objetos, sendo AGNs, fossem detectados no mapa das regiões de HD. Entretanto, o mapa das regiões de HD revelou um objeto que não é detectado em nenhum outro mapa construído na seção 7.3. Uma análise mais cuidadosa

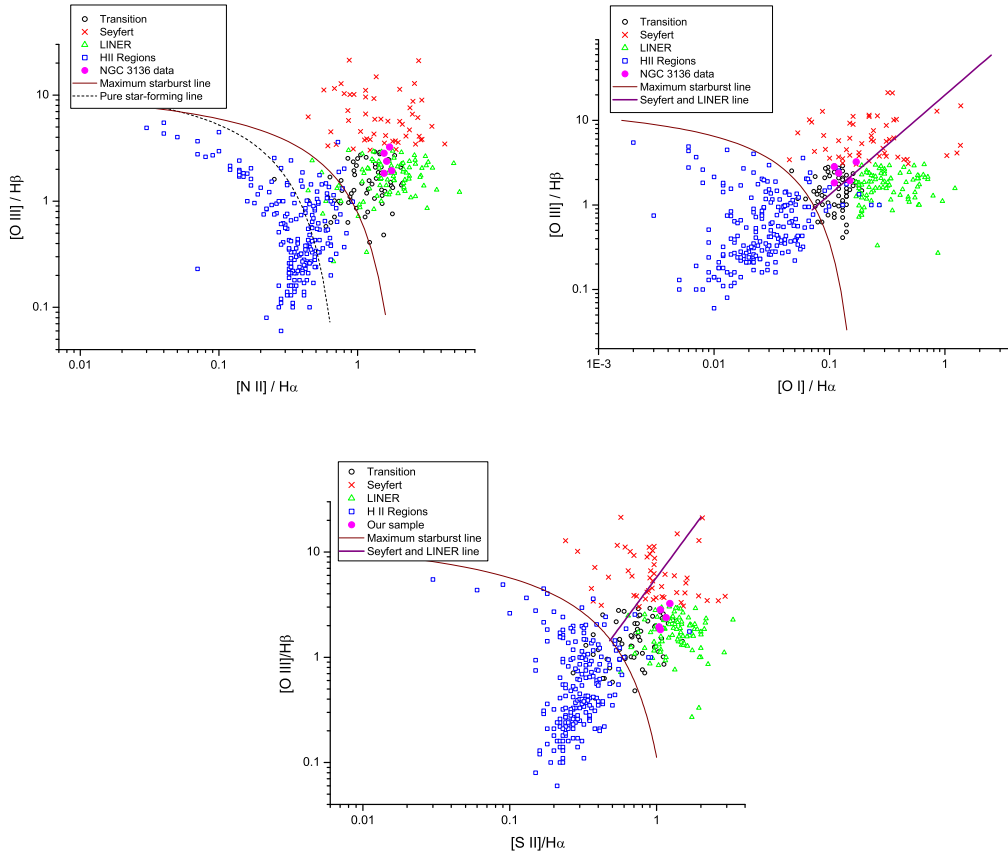


Figura 7.15: Diagramas BPT com os resultados dos cinco objetos encontrados na região central da galáxia NGC 3136. Tais razões de linhas estão apresentadas na tabela 7.7. As galáxias do ‘Palomar survey’ foram inseridas com o sistema de classificação proposto em Ho et al. (1997a). O sistema de classificação proposto em Kewley et al. (2006) também foi inserido nos diagramas.

desta galáxia é necessária para se caracterizar sua região central.

7.8 Discussão e conclusões

Neste capítulo, analisamos as emissões circumnucleares de oito galáxias da amostra. Tais emissões são referentes às regiões ionizadas que se estendem em escalas de ~ 100 pc além da região nuclear. Estas regiões já haviam sido detectadas com a Tomografia PCA no capítulo 5, uma vez que os P.A. das estruturas detectadas nos tomogramas são semelhantes aos P.A. das cinemáticas do gás detectadas em, pelo menos 6 galáxias da amostra. As exceções são IC 1459 e NGC 4546, onde, embora não haja uma coincidência dos P.A., tanto os tomogramas como os mapas apresentados na seção 7.3 devem estar revelando as

mesmas regiões. A discrepância deve ocorrer por causa da cinemática irregular presente ao longo do disco de gás destes dois objetos, a qual é detectada apenas nos mapas de suas velocidades radiais, uma vez que esses mapas se estendem as regiões mais externas do campo espacial dos cubos de gás, enquanto os tomogramas revelam estes discos com um peso maior nas regiões mais próximas ao núcleo, uma vez que nestas posições, a emissão do disco é mais intensa.

Em relação aos núcleos, as regiões circumnucleares são menos densas e mais massivas, em termos de conteúdo de gás. A análise dos mapas cinemáticos, das regiões de baixa densidade e dos fluxos mais as larguras equivalentes das linhas de [N II] e de $H\alpha$ sugerem que boa parte da emissão circumnuclear seja proveniente de discos de gás, embora não se possa descartar a hipótese de que cones de ionização, tais como aquelas presentes em galáxias Seyfert, estejam presentes em algumas das galáxias da amostra. Na galáxia NGC 3136, parece clara a existência de um cone de ionização na região circumnuclear deste objeto, porém seu caso será discutido com mais detalhes mais abaixo. Na verdade, discos de gás e cones de ionização podem co-existir em algumas galáxias da amostra. No caso da galáxia IC 5181, o cone de ionização parece estar presente junto com um disco de gás, o que deve causar o formato de “sinal de integral” da estrutura detectada nos mapas das larguras equivalentes de [N II] e de $H\alpha$. Outro exemplo é caso de NGC 7097. Ricci et al. (2011) mostraram que o cone de ionização desta galáxia está localizado na direção perpendicular ao disco de gás (ver modelo na figura 7.16). Entretanto, os mapas apresentados na seção 7.3 não revelaram quaisquer evidências do cone de NGC 7097, talvez por causa da sua fraca emissão em relação ao seu disco de gás. Esta fraca emissão pode estar relacionada com um baixo preenchimento de gás nestas regiões, uma vez que o ‘filling factor’ medido para todas as galáxias da amostra são bastante pequenos. Isto indica que, se o cenário apresentado na figura 7.16 para a galáxia NGC 7097 existir em outra galáxia da amostra, provavelmente o cone de ionização pode ser detectado com a Tomografia PCA aplicada aos cubos de dados originais destes objetos. Entretanto, no capítulo 5, analisamos apenas os tomogramas cuja emissão circumnuclear possuía uma cinemática bem definida. Em NGC 7097, o cone de ionização foi detectado com uma estrutura bem definida, tanto no tomograma como no seu autoespectro (Ricci et al., 2011). Entretanto, nos demais objetos, não apareceu algum tomograma (ou autoespectro) que sugerisse claramente um cone de ionização como aquele

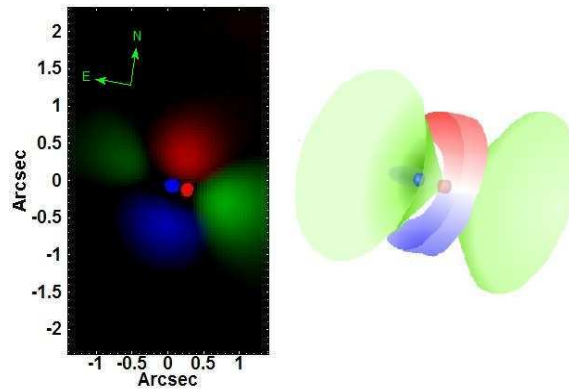


Figura 7.16: Esquerda: RGB dos tomogramas 2, 3, 4 e 5 do PCA aplicado no cubo de dados total (com as componentes estelares) da galáxia NGC 7097. As emissões extensas em vermelho e azul representam o disco de gás em rotação. As emissões pontuais são referentes ao AGN visto diretamente (vermelho) e refletido pelo cone de ionização (azul). A emissão extensa em verde representa o cone de ionização. Direita: Modelo da região central de NGC 7097. O AGN é observado através de um disco de gás e poeira. A imagem do AGN é refletida por elétrons livres e/ou poeira no cone de ionização. Figura de Ricci et al. (2011).

detectado em NGC 7097 e, por isso, tal componente não foi analisada no capítulo 5. Na galáxia IC 1459, embora haja um disco de gás em sua região circumnuclear, há efeitos não gravitacionais agindo neste disco, o que pode ser causado por um ‘outflow’.

As razões das linhas em emissão dos espectros representativos das regiões circumnucleares sugerem que tais componentes são do tipo LINER. Embora as regiões nucleares estejam destacadas nos mapas da razão $[N II]/H\alpha$ em 7 galáxias (a exceção é NGC 3136), as regiões circumnucleares ao longo do disco de gás também possui tal razão típica de um LINER ao longo de toda sua extensão detectada pelos cubos de gás, com exceção da galáxia NGC 1380, na qual foram detectadas duas regiões H II ao longo do seu disco de gás. Na direção perpendicular ao disco, este parâmetro apresenta valores mais baixos, provavelmente por causa da baixa intensidade de ambas as linhas.

Espectros do tipo LINER podem ser produzidos por diversas fontes de fotoionização (ver capítulo 2 para uma revisão). Mostramos que os AGNs detectados em oito galáxias da amostra são capazes de produzir um raio de gás ionizado de aproximadamente 180 pc. Tal raio é suficiente para explicar a fotoionização das regiões circumnucleares apenas com os AGNs. Entretanto, em um primeiro momento, não é possível descartar que outras fontes de fotoionização estejam contribuindo para a emissão do gás circumnuclear. No

contexto do diagrama WHAN (Cid Fernandes et al., 2011), as regiões nucleares das oito galáxias possuem $EW(H\alpha) \geq 3\text{\AA}$, o que sustenta a hipótese de AGNs nestes objetos. Com relação às suas regiões circumnucleares, ao longo do disco de gás, as galáxias IC 1459, IC 5181 e NGC 7097 também possuem $EW(H\alpha)$ típicos de uma fotoionização por um AGN. Na galáxia NGC 2663, o comportamento da $EW(H\alpha)$ é o mesmo em ambas as direções (paralela e perpendicular ao disco) e também parece ser fotoionizado pelo AGN. Neste objeto, o fluxo da linha de $H\alpha$ sugere um objeto puntiforme. Em NGC 4546, apesar da região nuclear possuir $EW(H\alpha) \sim 6\text{\AA}$, o que caracterizaria uma Seyfert (ou um AGN forte, ver seção 2.3.1), seu disco de gás possui uma emissão típica de ‘retired galaxy’ (RG). Neste objeto, o raio do gás ionizado calculado pelo CLOUDY é de, aproximadamente $1.4''$, embora o cálculo deste raio, supondo-se $\log U = -3.5$, seja $\sim 4''$. O perfil de $EW(H\alpha)$ mostra um valor de 2\AA em $2''$. O fato é que esta galáxia possui um dos AGNs mais luminosos da amostra e deve ter um parâmetro de ionização ligeiramente maior, já que, dentro das incertezas, sua região nuclear pode ser classificada como uma Seyfert (ver capítulo 6). Isto implica que sua região circumnuclear pode ser fotoionizada pelo seu AGN, embora não podemos descartar a influência de estrelas pAGBs neste caso. Já a galáxia ESO 208 G-21 possui o AGN menos luminoso dentre as oito galáxias analisadas neste capítulo. Em seu núcleo, $EW(H\alpha) \sim 3\text{\AA}$ e, ao longo do disco, este valor decai suavemente para 1.5\AA . Embora neste caso o raio calculado para a NLR é maior do que os limites espaciais dos cubos de gás, a população de estrelas pAGBs também pode ter alguma contribuição na fotoionização das regiões circumnucleares deste objeto.

Nas direções perpendiculares ao disco, em todos os casos, a $EW(H\alpha)$ decai rapidamente para valores $\leq 1\text{\AA}$ (ver figura 7.17). Neste caso, duas explicações são plausíveis. Ou a influência de estrelas pAGBs é mais importante nesta região do que os AGNs, ou o preenchimento de gás nestas regiões é muito baixo. Se a primeira hipótese estiver correta, então as regiões circumnucleares com maior emissão devem estar relacionadas a cones de ionização mais intensos. Entretanto, sabe-se que pelo menos nas galáxias IC 1459, NGC 7097 e NGC 4546, seus discos de gás se estendem além do campo espacial dos seus cubos de dados (IC 1459, 15 kpc - Goudfrooij et al. 1990; NGC 7097, 4 kpc - Caldwell et al. 1986; NGC 4546, 820 pc - Sarzi et al. 2006). Por outro lado, o baixo preenchimento de gás nestas regiões pode explicar a fraca emissão do cone de ionização detectado na galáxia

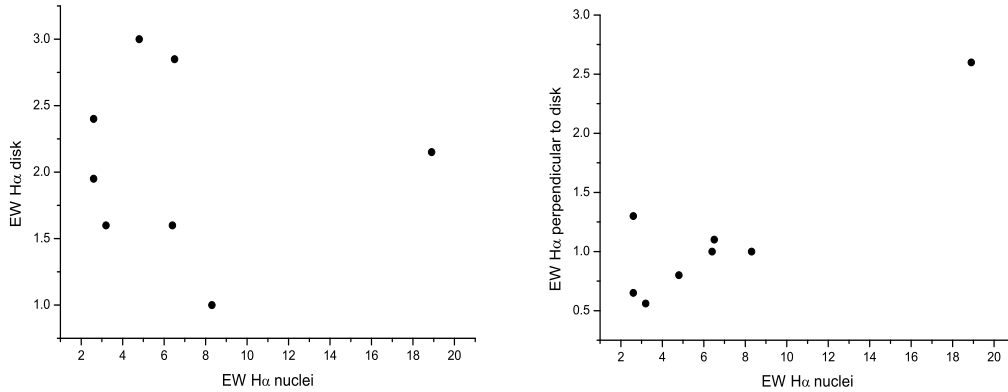


Figura 7.17: Esquerda: Larguras equivalentes de $H\alpha$ do disco em função da do núcleo. Direita: Larguras equivalentes de $H\alpha$ no sentido perpendicular ao disco em função da do núcleo. Podemos ver que no sentido perpendicular ao disco, não podemos descartar uma possível contribuição das estrelas pAGBs, uma vez que $EW(H\alpha) \sim 1\text{\AA}$.

NGC 7097 (figura 7.16), lembrando-se que tal cenário pode ocorrer nas outras galáxias da amostra.

Embora o diagrama WHAN seja bastante útil para a distinção de LINERs fotoionizados por AGNs daqueles fotoionizados por estrelas pAGBs, sua calibração foi feita em uma amostra de galáxias cujo ‘redshift’ mínimo era de 0.04 (Cid Fernandes et al., 2011). Isto resulta em um tamanho físico mínimo da ordem de kpc da região analisada, levando-se em conta que a fibra do SDSS (de onde foi obtida esta amostra) possui um tamanho de $3''$. Assim, devido à baixa resolução espacial, não foi possível distinguir as regiões nucleares e circumnucleares das regiões extensas das galáxias da amostra estudadas por Cid Fernandes et al. (2011) e utilizadas para se calibrar o diagrama WHAN. A resolução espacial dos cubos de gás das galáxias da amostra permitem identificar o AGN e uma região circumnuclear com bastante precisão. Na seção 7.4, mostramos que as regiões circumnucleares das galáxias da amostra desta tese podem ser fotoionizadas por seus AGNs. Cid Fernandes et al. (2011) argumentaram que uma galáxia com $EW(H\alpha) < 3\text{\AA}$ até pode possuir um AGN, porém, nestes casos, a contribuição das estrelas pAGBs deve ser levada em conta para se explicar a emissão da linha de $H\alpha$. Esta possibilidade pode, sim, ocorrer nas galáxias da amostra; entretanto, nas regiões circumnucleares, espera-se que suas luminosidades da linha de $H\alpha$ sejam menores do que suas regiões nucleares, o que causaria naturalmente uma

medida de $EW(H\alpha)$ mais baixa. Propomos então duas hipóteses para explicar os valores de $EW(H\alpha)$ medidos nos cubos de gás. Uma delas é que, embora os AGNs das galáxias ESO 208 G-21 e NGC 4546 sejam capazes de fotoionizar raios acima de 200 pc, os baixos valores de $EW(H\alpha)$ observados nas regiões circumnucleares destes objetos implica que possa haver uma contribuição importante das estrelas pAGBs para a fotoionização destas componentes. O outro cenário é que a distribuição bi-modal em $EW(H\alpha)$, observado nas galáxias da amostra de [Cid Fernandes et al. \(2011\)](#) (ver a figura 5 deles), não seja necessariamente real em uma amostra estatisticamente completa de galáxias ETGs onde as regiões nucleares e circumnucleares pudessem ser espacialmente resolvidas, o que implicaria em uma revisão dos limites do diagrama WHAN propostos por [Cid Fernandes et al. \(2011\)](#) para a classificação das regiões mais internas de galáxias ETGs, ou seja, sem levar em conta as regiões extensas (da ordem de kpc) destes objetos.

Além da emissão circumnuclear extensa, as galáxias NGC 1380 e NGC 3136 possuem outros objetos compactos em suas regiões centrais. Em NGC 3136, suas interpretações devem ser feitas com mais cautela, mas em um primeiro momento, ao menos dois objetos detectados devem corresponder à AGNs. Em NGC 1380, entretanto, a presença de 3 AGNs parece ser plausível (ver artigo no apêndice B), dadas as suas características apresentadas nas tabelas 7.5 e 7.6. Além disso, duas regiões H II devem estar presentes ao longo do disco de gás.

Com relação à emissão circumnuclear das 8 galáxias de nossa amostra, podemos concluir que:

- Em cinco galáxias, a emissão circumnuclear tem a forma de disco. Em uma delas (IC 5181), há uma possível contribuição de um cone de ionização. Em outra galáxia (NGC 2663), não há emissão suficientemente intensa que possa ser adequadamente caracterizada como um cone de ionização ou como um disco de gás.
- Em uma galáxia (NGC 3136), há provavelmente um cone de ionização.
- Para duas galáxias (NGC 1380 e NGC 3136), encontramos AGNs múltiplos. No caso de NGC 1380, encontramos 3 AGNs, enquanto em NGC 3136, detectamos 2. Em ambos os objetos, também encontramos emissão proveniente de regiões H II.
- Mostramos por cálculos simples que a emissão circumnuclear na escala de 100 pc,

que corresponde ao NLR de um AGN, a emissão observada pode ser produzida por fotoionização do AGN central, ao contrário do que ocorre nas regiões mais extensas, com escalas de kpc, onde se requer fotoionização produzida por populações estelares. Entretanto, não se pode descartar uma contribuição dessa origem no sentido perpendicular aos discos nas galáxias de nossa amostra.

Cinemática estelar

8.1 Introdução

Espectros de galáxias são interpretados como sendo uma combinação dos espectros de diferentes populações estelares presentes nestes objetos convoluído pela distribuição de velocidades na linha de visada (LOSVD de 'line of sight velocity distribution'). Em técnicas de extração da LOSVD mais antigas, como o método do quociente de Fourier (Sargent et al., 1977) ou o método da correlação cruzada (Tonry e Davis, 1979), eram assumidas uma forma gaussiana para a LOSVD. Ambas as técnicas acima são aplicadas no espaço de Fourier, o que permite obter a LOSVD rapidamente. Com os avanços computacionais e dados observacionais com maior qualidade, as principais mudanças na extração da LOSVD foram assumir formas diferentes da gaussiana para esta distribuição e a utilização de métodos aplicados diretamente no espaço de pixeis. Neste capítulo, apresentaremos a técnica 'penalized pixel fitting' (Cappellari e Emsellem, 2004). Uma descrição histórica mais detalhada de outros métodos foi apresentada por de Bruyne et al. (2003).

Os perfis das linhas em absorção estelares podem possuir desvios importantes de uma gaussiana. Van der Marel e Franx (1993) e, independentemente, Gerhard (1993) propuseram modelar a cinemática da componente estelar utilizando-se perfis de Gauss-Hermite. Este perfil pode ser escrito como

$$\mathcal{L}(v) = \left[\frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma} e^{-(1/2)w^2} \right] \left\{ 1 + \sum_{j=3}^N h_j H_j(w) \right\}, \quad (8.1)$$

com $w \equiv (v - V)/\sigma$, onde σ é a dispersão de velocidades da galáxia e v é a velocidade radial medida em relação a uma velocidade radial média V , a qual está associada ao 'redshift' z da

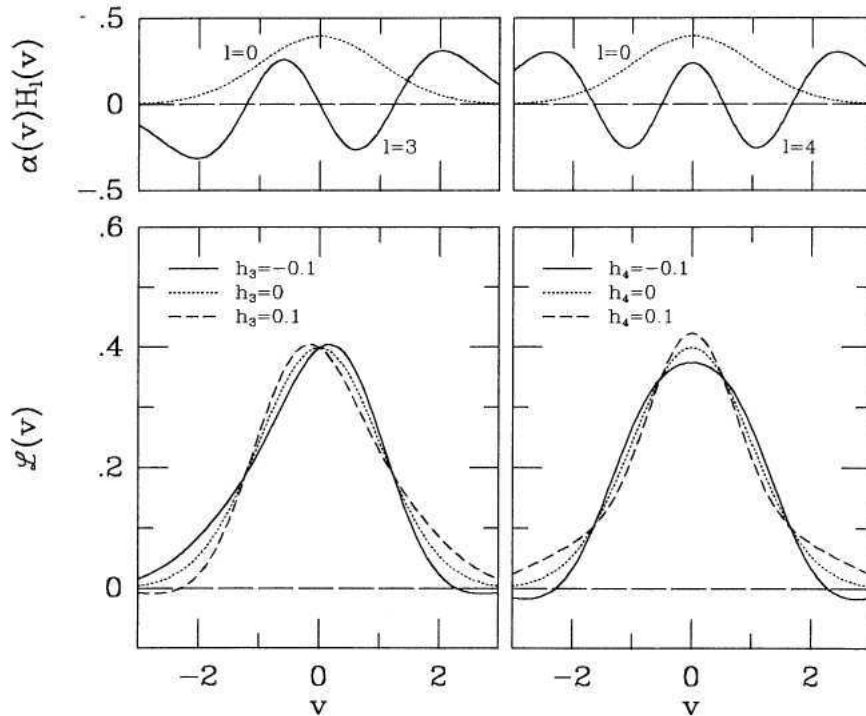


Figura 8.1: Na parte de cima, os perfis gaussianos são mostrados como linhas pontilhadas, enquanto os polinômios de Hermite de ordem 3 (esquerda) e ordem 4 (direita) são mostrados como linhas cheias. Abaixo são mostrados os perfis de Gauss-Hermite com $j \leq 4$. O momento de Hermite h_3 descreve desvios nas asas das gaussianas, o que resulta em um perfil assimétrico. Já h_4 descreve a curtose da gaussianiana, resultando em um desvio simétrico de uma gaussianiana. Esta figura foi extraída de [Van der Marel e Franx \(1993\)](#)

galáxia como $V = cz$, onde c é a velocidade da luz. Os parâmetros H_j são os polinômios de Hermite e h_j são os momentos de Hermite. Na verdade, os parâmetros h_j medem os desvios de ordem j dos perfis gaussianos. O momento h_3 está relacionado à desvios assimétricos das gaussianas, enquanto o momento h_4 corresponde à desvios simétricos. A figura 8.1, retirada de [Van der Marel e Franx \(1993\)](#), revela como tais momentos podem modificar um perfil gaussiano.

Neste capítulo, são apresentados resultados da cinemática da componente estelar das galáxias da amostra. Na seção 8.2, descrevemos o software ‘Penalized Pixel Fitting’ ([Cappellari e Emsellem, 2004](#)), utilizado para extrair as informações da cinemática da componente estelar dos cubos de dados das 10 galáxias da amostra. Na seção 8.3 são apresentados os mapas da cinemática estelar das 10 galáxias da amostra. Na seção 8.4, apresentamos parâmetros cinemáticos globais relacionados com a rotação e com a dispersão de velocidades da componente estelar na região circumnuclear das galáxias da amostra. Finalmente

na seção 8.5 discutimos os resultados e apresentamos as conclusões do presente capítulo.

8.2 Extração da LOSVD de espectros de galáxias. O método ‘penalized pixel fitting’ (pPXF)

Analogamente ao STARLIGHT¹, o método ‘penalized pixel fitting’ (pPXF) descreve o espectro da componente estelar de uma galáxia como uma combinação de populações estelares simples, porém tal combinação é convoluída pela função de Gauss-Hermite. No pPXF, o modelo $G_{mod}(x)$ do espectro da componente estelar de uma galáxia é dado por

$$G_{mod}(x) = \sum_{k=1}^K w_k [B \otimes T_k](x) + \sum_{l=0}^L b_l \mathcal{P}_l(x) \quad w_k \geq 0, \quad (8.2)$$

onde $B = \mathcal{L}(cx)$ é o perfil da LOSVD, o qual é representado pela equação 8.1 (c é a velocidade da luz neste caso), T_k é o k -ésimo espectro da base de populações estelares utilizado no ajuste e $\mathcal{P}_l(x)$ é o polinômio de Legendre de ordem l , utilizado para se considerar diferenças de baixa frequência entre o espectro observado e os espectros da base. Os parâmetros w_k e b_l são os pesos do k -ésimo espectro da base de populações estelares e do polinômio de Legendre de ordem l , respectivamente. Para o ajuste, tanto o espectro da galáxia como os espectros da base das populações estelares são reamostrados em comprimentos de onda para uma escala linear $x = \ln(\lambda)$. O melhor modelo $G_{mod}(x)$ do espectro da componente estelar da galáxia é aquele que minimiza o χ^2 , dado por

$$\chi^2 = \sum_{n=1}^N \left(\frac{G_{mod}(x_n) - G(x_n)}{\Delta G(x_n)} \right)^2 = \sum_{n=1}^N r_n^2, \quad (8.3)$$

onde $G(x_n)$ e $\Delta G(x_n)$ correspondem ao espectro observado e aos seus respectivos erros, respectivamente, e N é o número total de pixels espectrais considerados no ajuste.

Cappellari e Emsellem (2004) argumentaram que, em espectros observados com baixo sinal/ruído, a LOSVD pode ser descrita por um perfil essencialmente gaussiano. Estes autores, então, propuseram um método de ajuste dos parâmetros da equação 8.2 cuja

¹ No capítulo 6, foi mostrado que o STARLIGHT utiliza um perfil gaussiano para a LOSVD. Porém, o foco principal do STARLIGHT é a síntese das populações estelares e não a extração da LOSVD. Como o pPXF utiliza um perfil de Gauss-Hermite para a LOSVD, preferimos este método ao STARLIGHT para a extração da cinemática estelar.

solução é capaz de reproduzir os momentos de Hermite h_3 e h_4 quando o sinal/ruído de $G(x_n)$ é alto. Por outro lado, quando o sinal/ruído do espectro observado é mais baixo, a solução tende a um perfil gaussiano. Neste caso, a solução da equação 8.2 é aquela que minimiza os resíduos perturbados

$$r'_n = r_n + \Lambda \Sigma(\mathbf{r}) \mathcal{D}, \quad (8.4)$$

onde a variância é definida por

$$\Sigma(\mathbf{r})^2 = \frac{1}{N} \sum_{n=1}^N r_n^2 \quad (8.5)$$

e

$$\mathcal{D} \sim \sum_{m=3}^M h_m^2. \quad (8.6)$$

Na verdade, a equação 8.4 significa que uma solução com um resíduo perturbado r'_n somente será aceita no ajuste se o desvio \mathcal{D} de um perfil gaussiano é capaz de diminuir a variância $\Sigma(\mathbf{r})$ por um fator relacionado com \mathcal{D} e um parâmetro de penalização Λ . Isto significa que, se o sinal/ruído de um espectro for baixo, a variância $\Sigma(\mathbf{r})$ será mais elevada. Se os momentos de Hermite são considerados no ajuste, o resíduo perturbado r'_n é altamente penalizado e, provavelmente, não será aceito no ajuste. Em outras palavras, a solução deve tender para valores de $\mathcal{D} \sim 0$, ou seja, para um perfil gaussiano. Por outro lado, em espectros com alto sinal/ruído, soluções com $\mathcal{D} \neq 0$ devem produzir melhores valores de r'_n . Maiores detalhes sobre este método devem ser verificados em [Cappellari e Emsellem \(2004\)](#).

Para o ajuste dos perfis da LOSVD dos espectros dos cubos de dados de 8 galáxias da amostra, foi utilizada a base das populações estelares proposta por [Bruzual e Charlot \(2003\)](#). Tal base, com resolução de 2.3 Å, possui populações com 6 diferentes metalicidades ($z = 0.0001, 0.0004, 0.004, 0.008, 0.02, 0.05$), onde cada metalicidade possui 25 idades (entre 10^6 anos e 1.8×10^{10} anos), em um total de 150 populações. Entretanto, apenas as populações estelares mais relevantes em cada galáxia da amostra foram utilizadas no ajuste com o pPXF. Estas populações estelares foram previamente determinadas fazendo-se, com o STARLIGHT, a síntese de populações estelares em cada espectro dos cubos de dados da

amostra, da mesma maneira que foi descrita na seção 6.1 do capítulo 6, porém utilizando-se a base proposta por Bruzual e Charlot (2003) ao invés da base de Walcher et al. (2009). As populações estelares mais relevantes de uma dada galáxia são aquelas que contribuem com, pelo menos, 0.1% do fluxo de luz total da componente estelar da galáxia, ou seja, ao longo de toda a dimensão espacial de seu cubo de dados. Tanto os mapas das populações estelares como gráficos da contribuição do fluxo de luz das populações estelares para as galáxias da amostra são apresentados no apêndice A. Apenas nos casos das galáxias NGC 1399 e NGC 1404, onde os efeitos do ‘alpha enhancement’ nos espectros dos cubos de dados são bastante evidentes, foi utilizada a base proposta por Walcher et al. (2009) nos ajustes com o pPXF. Além disso, utilizamos os polinômios de Legendre de ordem 4 para a correção de diferenças de baixa frequência entre os modelos de populações estelares e os espectros observados e um parâmetro de penalização $\Lambda = 0.7 \times \sqrt{500/N}$, que é o valor ‘default’ do código IDL² disponibilizado por M. Cappellari. Regiões com linhas em emissão foram devidamente mascaradas, ou seja, possuem pesos nulos no ajuste com o pPXF.

8.3 Mapas da cinemática estelar

Com os resultados dos ajustes do perfil de Gauss-Hermite na LOSVD de cada espectro dos cubos de dados das galáxias da amostra, foram construídos os mapas da velocidade radial, da dispersão de velocidades e do momento de Hermite h_3 das componentes estelares destes objetos, os quais são apresentados nas figuras 8.2a e 8.2b. Tais mapas são descritos nas subseções a seguir.

8.3.1 Mapas da velocidade radial

Os mapas da velocidade radial revelam que 7 galáxias da amostra possuem uma componente estelar em rotação. Esta rotação aparentemente ocorre ao redor dos buracos negros centrais das galáxias, cujas posições foram determinadas com a imagem da linha de [O I] λ 6300. Os valores do P.A. desta componente em rotação foram calculados utilizando-se o método de ajuste de ângulo de posição da cinemática global descrito em Krajnović et al. (2006), o qual também foi utilizado nas medidas do P.A. das componentes estelares em

² Disponível em <http://www-astro.physics.ox.ac.uk/~mxc/idl/>

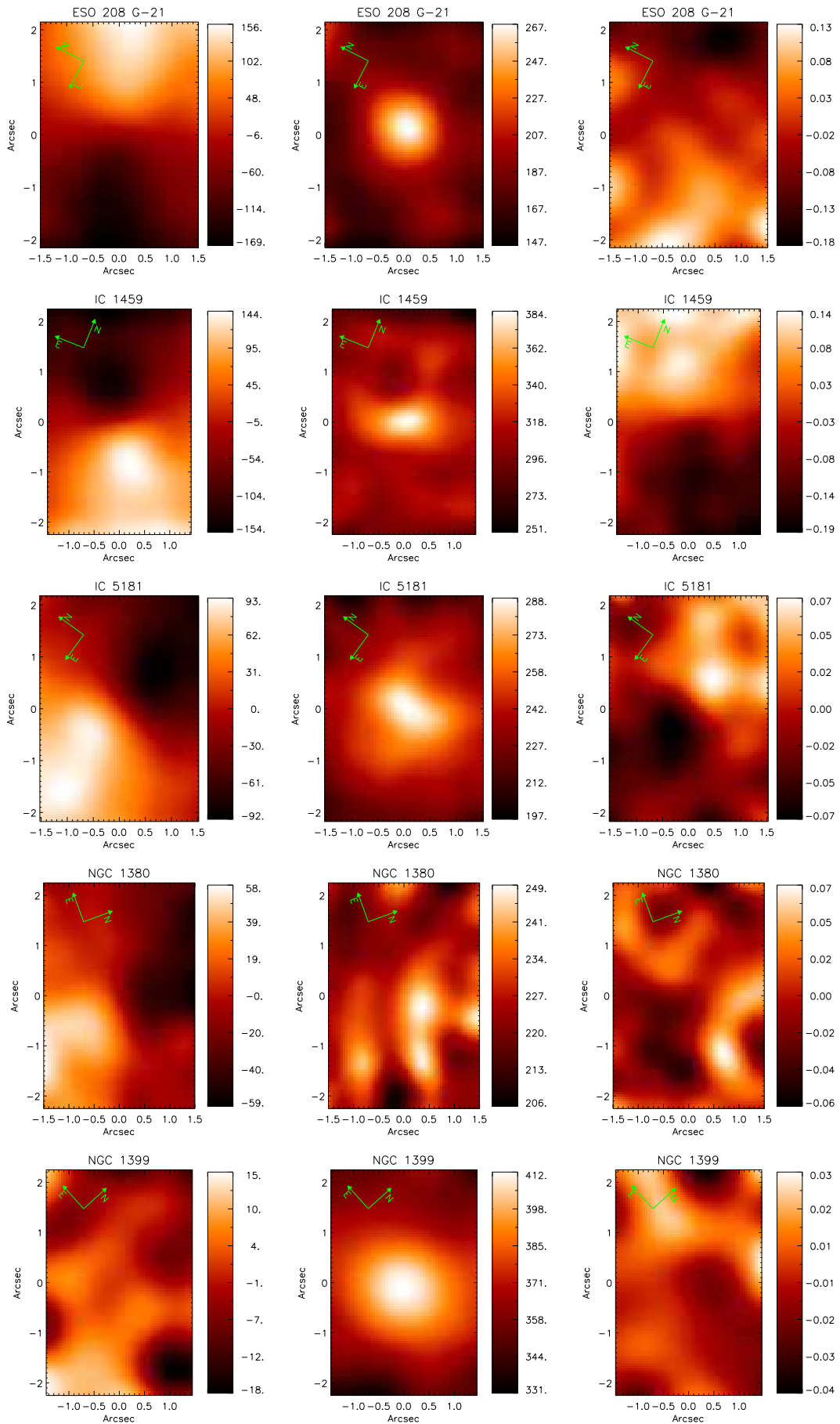


Figura 8.2a: Mapas cinemáticos. Da esquerda para a direita: mapa das velocidades radiais, o mapa da dispersão de velocidades e o mapa do momento de Hermite h_3 .

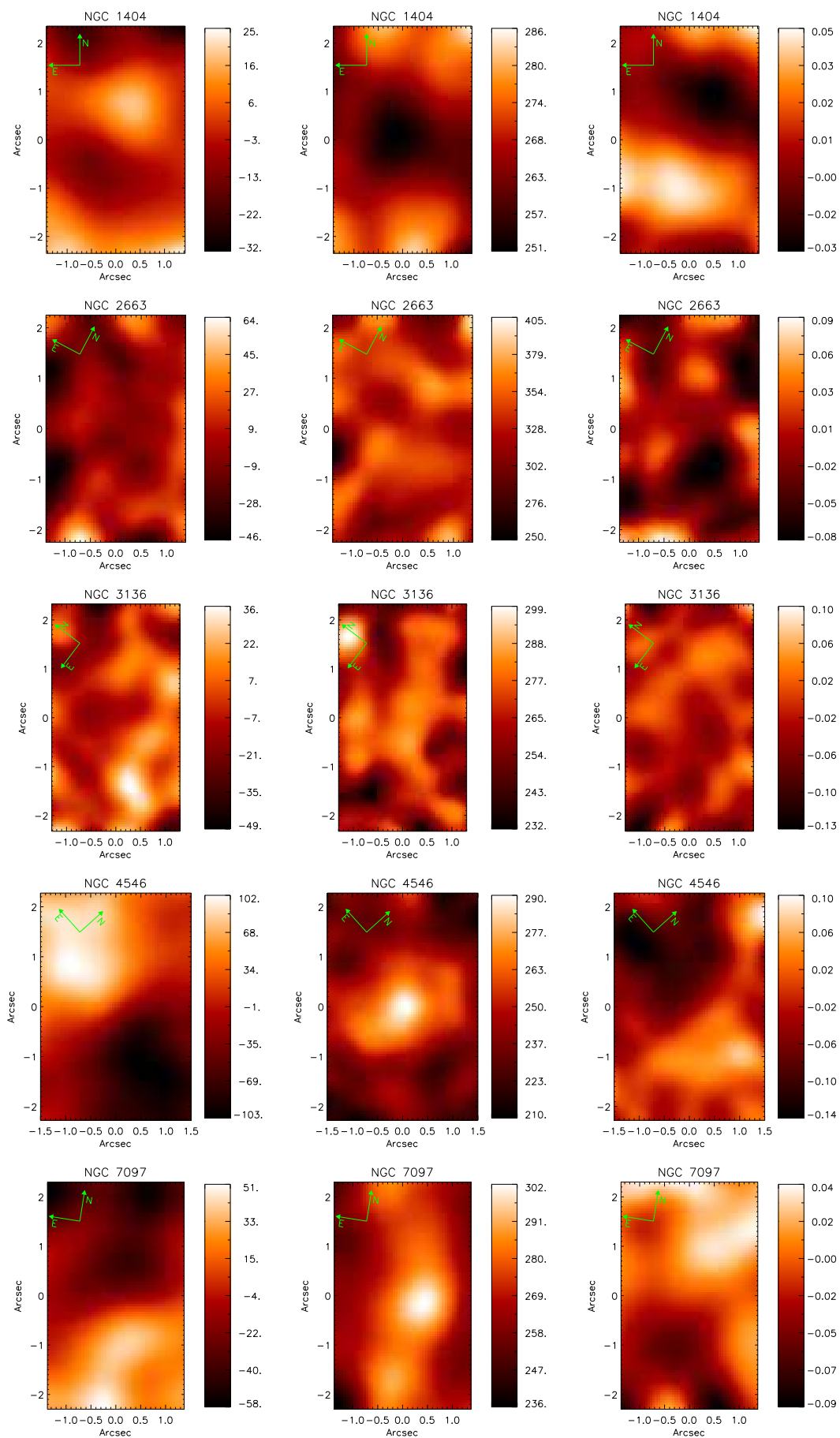


Figura 8.2b: Mapas cinemáticos. Da esquerda para a direita: mapa das velocidades radiais, o mapa da dispersão de velocidades e o mapa do momento de Hermite h_3 .

Nome	P.A.	$V_{hel}(\text{GMOS-IFU})$	$V_{hel}(\text{GMOS-IFU}) - V_{hel}(\text{NED})$
	(1)	(2)	(3)
ESO 208 G-21	-70	1066	-19
IC 1459	-147	1708	-94
IC 5181	78	2002	15
NGC 1380	-161	1836	-41
NGC 1404	-37	1924	-23
NGC 3136*	-163	1730	17
NGC 4546	81	1017	-33
NGC 7097	-149	2562	-54

Tabela 8.1 - (1) - Ângulos de posição, em graus, dos discos estelares. Em NGC 3136, a componente estelar em rotação não está estruturada na forma de um disco. (2) - Velocidade radial heliocêntrica média das galáxias da amostra, calculadas com o método proposto em [Krajnović et al. \(2006\)](#). (3) - Diferença entre as velocidades radiais médias mostradas na coluna (2) e as obtidas na página do ‘NASA Extragalactic database’ (NED), apresentadas na tabela 4.1.

rotação detectados com a Tomografia PCA no capítulo 5. Os valores dos P.A. para estas 7 galáxias são apresentados na tabela 8.1. Também calculamos com o método de [Krajnović et al. \(2006\)](#), os valores das velocidades radiais médias V das galáxias (equação 8.1), os quais são apresentados na tabela 8.1.

Analogamente ao que foi feito nos mapas apresentados no capítulo 7, com os valores dos P.A. medidos das componentes estelares, foram extraídos os perfis dos mapas da cinemática estelar das galáxias ao longo das direções paralela e perpendicular aos valores de P.A. medidos. Os perfis das 7 galáxias cujos valores do P.A. foram medidos são apresentados nas figuras 8.3a e 8.3b.

Foi proposto no capítulo 5 que estas 7 galáxias possuíam discos estelares em rotação. Os mapas das velocidades radiais confirmam tais estruturas de disco nestas galáxias. Note que, nos perfis ao longo do P.A. do disco, há uma rotação estelar bem definida, enquanto nas direções perpendiculares, os perfis são aproximadamente constantes em $V_r = 0 \text{ km s}^{-1}$. As exceções são as galáxias NGC 1380 e NGC 7097, cujos perfis na direção perpendicular ao disco são ligeiramente inclinados na região nuclear. Isto deve estar associado a desvios dos padrões regulares de rotação de um disco estelar, os quais acabam causando uma medida imprecisa do P.A. desta estrutura em ambas as galáxias. Voltaremos a esta discussão mais abaixo.

Comparando-se os valores do P.A. medidos com os mapas da velocidade radial das componentes estelares com os valores do P.A. medidos com os tomogramas referentes a estas

componentes, nota-se que os valores coincidem para as galáxias ESO 208 G-21, IC 1459, IC 5181, NGC 1404 e NGC 4546 ($P.A._{tom} - P.A._{Vr} < 11^\circ$). No caso da galáxia NGC 7097, esta diferença é da ordem de 40° . No mapa da velocidade radial desta galáxia, apresentado na figura 8.2b, há estruturas ao norte e ao sul do núcleo. Tais estruturas, localizadas a $2''$ da região nuclear, devem influenciar na medida do P.A. da rotação estelar desta galáxia. No tomograma da componente estelar de NGC 7097, apresentado na figura 5.5a, a intensidade de luz desta componente possui um peso importante nas regiões mais próximas ao núcleo. Isto significa que a rotação estelar detectada no tomograma corresponde às regiões mais internas, que não é influenciada por estas estruturas detectadas no mapa da velocidade radial de NGC 7097, o que deve explicar a diferença entre os valores medidos para o P.A. da componente estelar nesta galáxia. Em NGC 1380, cuja diferença entre os valores do P.A. medidos é de $\sim 19^\circ$, há uma estrutura no mapa da velocidade radial localizada na região onde foi detectado um dos AGNs desta galáxia (ver capítulo 7)

Um caso bastante peculiar é o da galáxia NGC 3136. Embora uma componente estelar em rotação tenha sido detectada nesta galáxia com a Tomografia PCA (ver figura 5.8), sua estrutura não era compatível com um disco estelar. Apesar do seu mapa da velocidade radial não revelar sinais evidentes de rotação estelar, foi aplicado o método de [Krajnović et al. \(2006\)](#) a este mapa. Os resultados do P.A. e de V são apresentados na tabela 8.1. A diferença de medida entre os valores medidos para o P.A. é de 125° . Entretanto, o mapa da velocidade radial não parece apresentar quaisquer sinais de rotação. Fazer uma comparação entre o mapa da velocidade radial e o tomograma que revela a cinemática da componente estelar não parece ser adequada. O perfil da velocidade radial ao longo do P.A. medido no mapa da velocidade radial mostra uma pequena rotação, com uma amplitude de 20 km s^{-1} . A referência desta rotação parece estar localizada fora da posição definida para o AGN principal (objeto 1, ver seção 7.7.2) desta galáxia. A Tomografia PCA deve ter, de uma certa maneira, detectado esta rotação. Porém, como não há uma estrutura clara no mapa da velocidade radial, o peso da intensidade da luz estelar combinada com esta pequena rotação, que é vista apenas no perfil, resultou no tomograma da figura 5.8. Entretanto, não é possível afirmar que esta componente estelar possua uma forma de disco.

Em NGC 1404, o perfil ao longo do P.A. possui um formato de função seno. É provável que haja duas componentes estelares em contra-rotação entre elas, embora o valor máximo

do módulo da velocidade radial ($\sim 15 \text{ km s}^{-1}$) seja muito pequeno para se obter conclusões mais robustas.

8.3.2 Mapas da dispersão de velocidades

Os mapas da dispersão de velocidades das galáxias da amostra são apresentados nas figuras 8.2a e 8.2b. Os perfis apresentados nas figuras 8.3a e 8.3b foram extraídos nas direções paralelas e perpendiculares aos P.A. mostrados na tabela 8.1. Nos casos das galáxias NGC 1399 e NGC 2663, onde não foram detectados quaisquer sinais de rotação de suas componentes estelares, os perfis foram extraídos ao longo da dimensão x e y dos cubos de dados e são apresentados na figura 8.4.

Nas galáxias ESO 208 G-21, IC 1459, IC 5181, NGC 4546, NGC 7097 e também NGC 1399, tanto os mapas como os perfis revelam que a dispersão de velocidades possuem valores máximos em suas regiões nucleares. Nas galáxias NGC 2663 e NGC 3136, não parece haver alguma evidência de picos de dispersão de velocidades nos mapas. Em NGC 1380, é possível identificar, ao menos, 4 picos. Um destes picos parece corresponder aos 2 AGNs localizados no centro da galáxia. Na região do terceiro AGN, proposto no capítulo 7, não parece existir um máximo local da dispersão de velocidades. Entretanto, a peculiaridade deste mapa em relação às outras galáxias da amostra pode estar relacionada à presença dos 3 possíveis AGNs na região central de NGC 1380. Já na galáxia NGC 1404, o mapa e o perfil revelam um decréscimo dos valores das dispersões de velocidades na região nuclear.

Para se obter um valor representativo da dispersão de velocidades central das galáxias, calculamos σ_* como

$$\sigma_* \equiv \frac{\sum_{i=1}^{N_p} I_i \sqrt{\sigma_i^2 + V_i^2}}{\sum_{i=1}^{N_p} I_i}, \quad (8.7)$$

onde I_i é a intensidade do contínuo estelar no spaxel i e N_p é o número total de spaxeis do cubo de dados. Os valores de σ_* são apresentados na tabela 8.2.

A influência do buraco negro na cinemática estelar deve estar manifestada nos mapas da dispersão de velocidades das galáxias, já que seu raio de influência é menor do que a PSF das observações. O raio de influência de um buraco negro pode ser calculado como (Ferrarese e Ford, 2005)

$$r_h \sim \frac{GM_{SMBH}}{\sigma^2} \sim 11.2(M_{SMBH}/10^8 M_\odot)/(\sigma/200 \text{ km s}^{-1})^2 \text{ pc}, \quad (8.8)$$

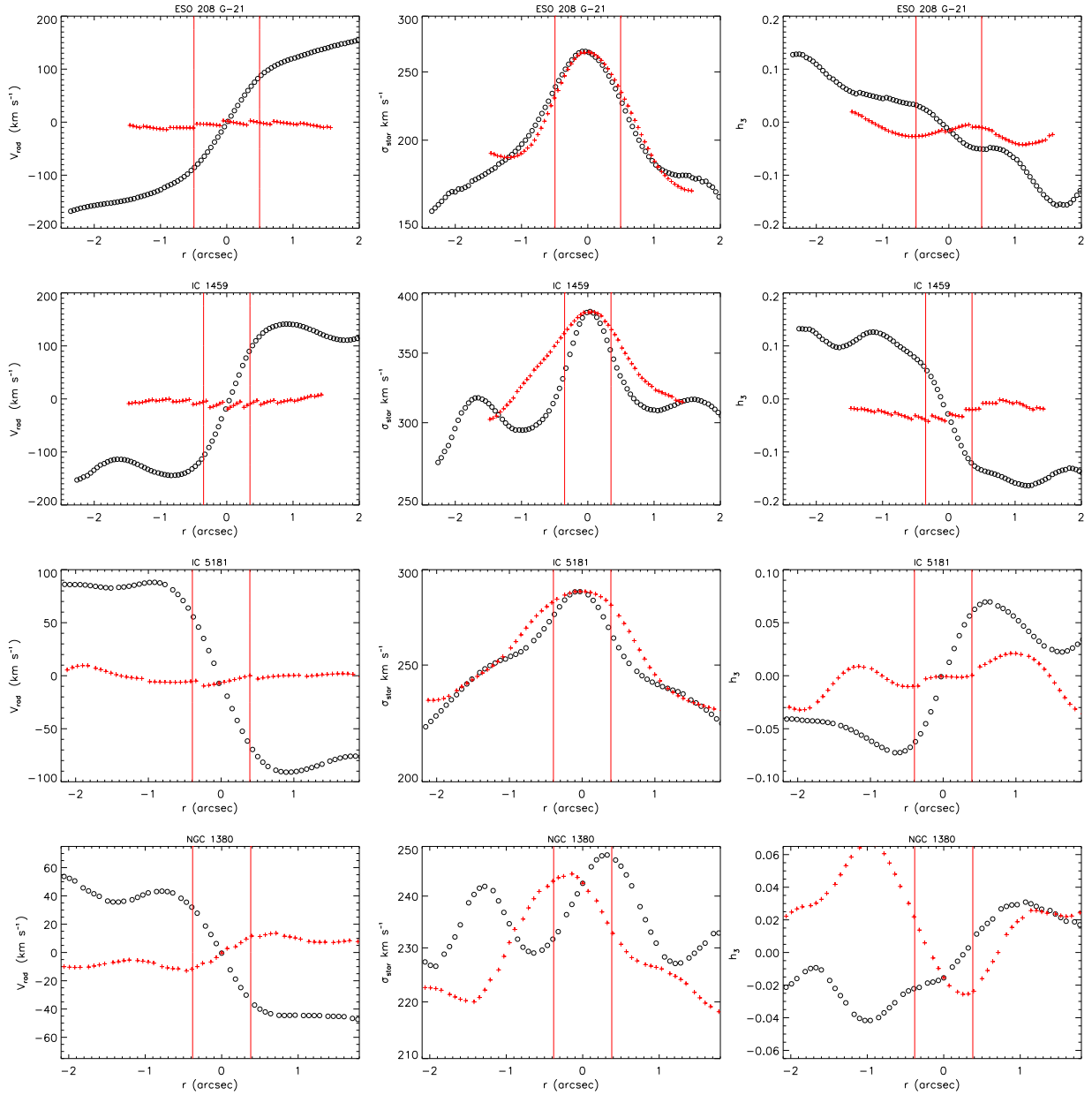


Figura 8.3a: Perfis dos mapas cinemáticos. Os pontos circulares em preto são os perfis extraídos ao longo dos P.A. das componentes estelares em rotação, cujos valores são apresentados na tabela 8.1. As cruzes em vermelho são os perfis extraídos nas direções perpendiculares às componentes estelares em rotação. As linhas verticais paralelas em vermelho delimitam o FWHM dos ‘seeing’ das observações.

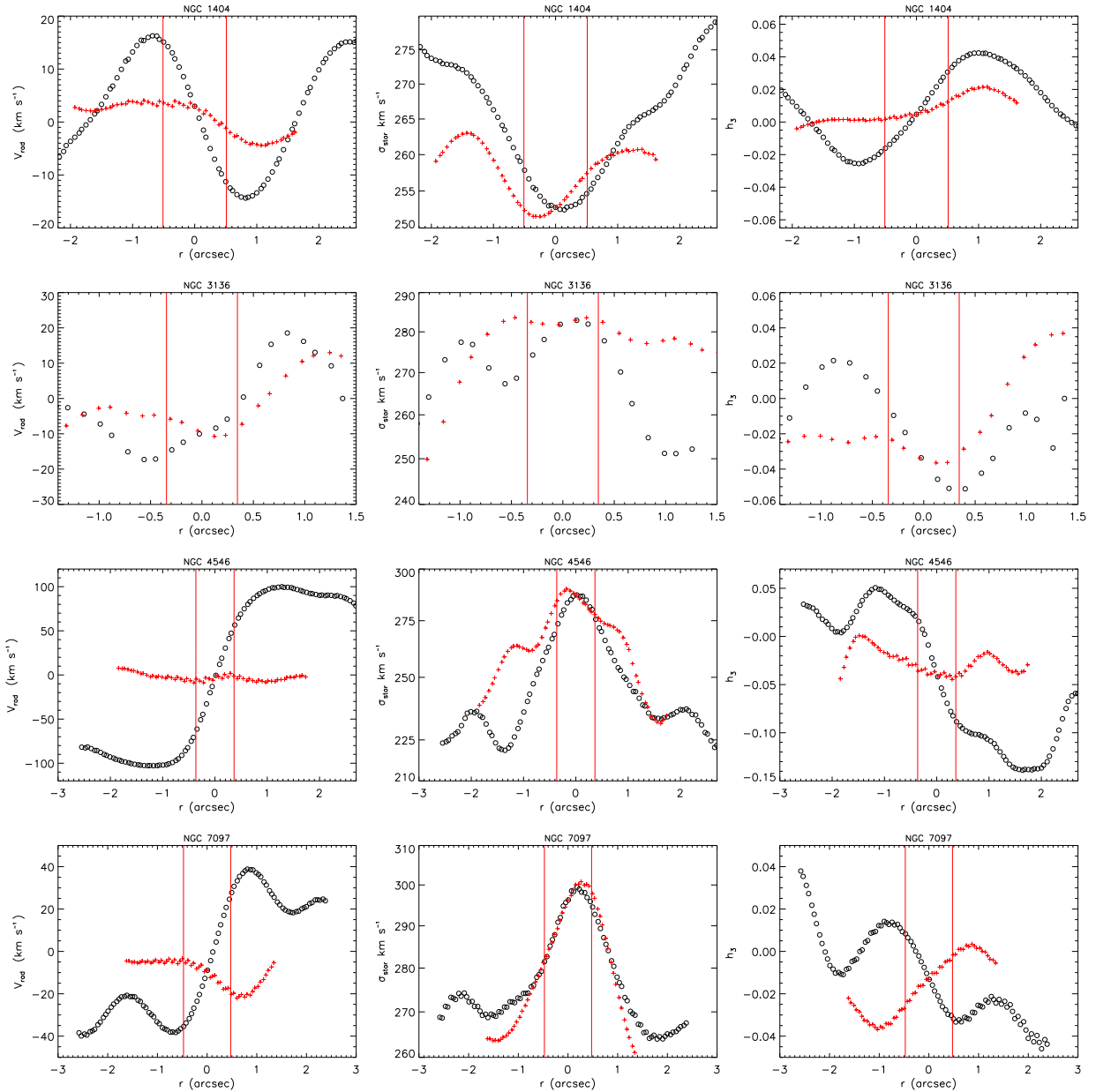


Figura 8.3b: Perfis dos mapas cinemáticos. Os pontos circulares em preto são os perfis extraídos ao longo dos P.A. das componentes estelares em rotação, cujos valores são apresentados na tabela 8.1. As cruzes em vermelho são os perfis extraídos nas direções perpendiculares às componentes estelares em rotação. As linhas verticais paralelas em vermelho delimitam o FWHM dos ‘seeing’ das observações.

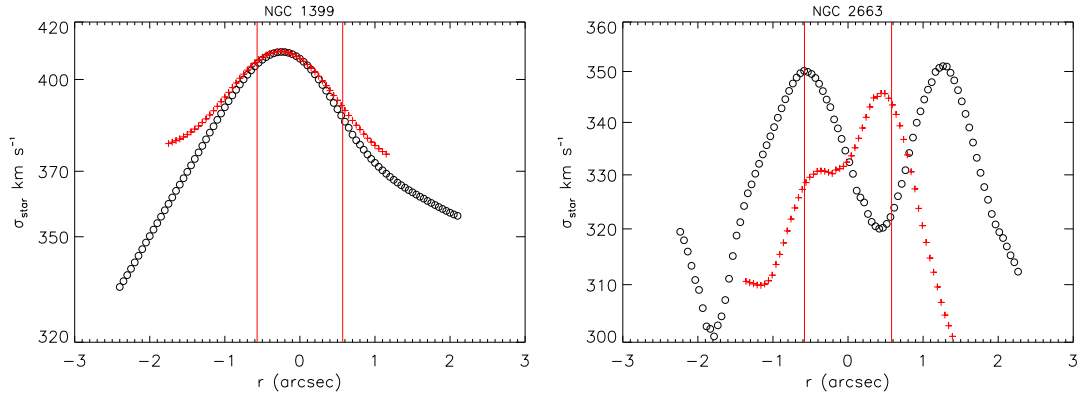


Figura 8.4: Perfis da dispersão de velocidades das galáxias NGC 1399 e NGC 2663. Tais galáxias não tiveram rotação detectada nas suas componentes estelares. Neste caso, os pontos circulares em preto e as cruzes em vermelho correspondem aos perfis extraídos ao longo da dimensão y e x, respectivamente, dos cubos de dados destes objetos.

Nome	σ_* (km s ⁻¹)	$\log M_{SMBH}$	r_h
	(1)	(2)	(3)
ESO 208 G-21	217	8.3	0.23
IC 1459	331	9.0	0.58
IC 5181	256	8.6	0.27
NGC 1380	231	8.4	0.27
NGC 1399	376	9.3	1.31
NGC 1404	265	8.6	0.40
NGC 2663	334	9.1	0.59
NGC 3136	269	8.7	0.33
NGC 4546	259	8.6	0.41
NGC 7097	278	8.7	0.29

Tabela 8.2 - (1) - Valores médios das dispersões de velocidades, calculado ao longo de toda a dimensão espacial dos cubos de dados, ponderada pela intensidade do contínuo estelar das galáxias. (2) - Massa do buraco negro supermassivo central, em M_\odot , estimado com a equação 1.3. (3) - Raio de influência do buraco negro em segundos de arco.

onde G é a constante gravitacional de Newton, σ é a dispersão de velocidades central da galáxia e M_{SMBH} é a massa do buraco negro supermassivo, estimado através da relação $M_{SMBH} - \sigma$ (equação 1.3), utilizando-se os valores de σ_* . A tabela 8.2 mostra, além dos valores de σ_* e da massa do buraco negro supermassivo, os valores de r_h para as galáxias da amostra. Apenas NGC 1399 possui um raio de influência ligeiramente maior do que a PSF de seu cubo de dados.

8.3.3 Mapas do momento h_3 de Gauss-Hermite

Os mapas do momento h_3 de Gauss-Hermite são também apresentados nas figuras 8.2a e 8.2b. Os perfis extraídos nas direções paralela e perpendicular aos valores do P.A. medidos e apresentados na tabela 8.1 são mostrados nas figuras 8.3a e 8.3b.

A característica mais marcante dos mapas de h_3 é que eles revelam que este parâmetro está anti-correlacionado com as velocidades radiais nas sete galáxias com discos estelares detectados. Perfis de linha com assinaturas assimétricas são coerentes com a ideia de um disco estelar nuclear presente em algumas galáxias elípticas (Cinzano e van der Marel, 1994; Mo et al., 2010). Estes perfis assimétricos já haviam sido detectados para IC 1459 por Franx e Illingworth (1988) e haviam sido interpretado por estes autores como um efeito de um disco estelar nuclear, embora eles tivessem ajustado o perfil da LOSVD desta galáxia como uma soma de duas gaussianas.

Em NGC 3136, foi comentado que a rotação detectada no perfil da velocidade radial ao longo do P.A. não correspondia a uma componente estelar com uma estrutura de disco. Entretanto, o perfil de h_3 na direção da rotação estelar está anti-correlacionado com o perfil da velocidade radial. Isto implica que esta componente estelar pode estar em uma forma de disco, embora a região central desta galáxia seja bastante complexa de uma maneira geral.

No caso de NGC 1380, a anti-correlação entre h_3 e a velocidade radial é observada mais claramente nos perfis destes parâmetros ao longo do P.A. do disco do que nos seus respectivos mapas. A causa da irregularidade no mapa de h_3 deve corresponder à presença dos 3 AGNs possivelmente existentes nesta galáxia.

8.4 Parâmetros cinemáticos globais

8.4.1 Parâmetros representativos da rotação estelar

Uma das maneiras de se quantificar a rotação estelar nos mapas da velocidade radial é utilizando-se o parâmetro V/σ tal como proposto por [Binney \(2005\)](#), que é definido como

$$(V/\sigma)^2 = \frac{\sum_{i=1}^{N_p} I_i V_i^2}{\sum_{i=1}^{N_p} I_i \sigma_i^2}, \quad (8.9)$$

onde I_i é o mapa da intensidade do contínuo estelar e N_p é o número total de spaxels nos cubos de dados. Segundo [Binney \(2005\)](#), quando há informações das velocidades radiais e das dispersões de velocidade em duas dimensões espaciais, a razão $(V/\sigma)^2$ calculada como proposta na equação 8.9 é muito mais rigorosa do que calcular $V_m/\sigma_{0.5}$, onde V_m é a velocidade máxima da rotação estelar e $\sigma_{0.5}$ é a dispersão de velocidades calculada dentro da metade do raio efetivo da galáxia. Na verdade, este rigor está associado ao estudo da elipsidade ϵ de galáxias ‘Early-type’, onde o desvio de padrões circulares em E’s e S0’s podem corresponder a rotações estelares ou a dispersões de velocidades anisotrópicas ([Binney e Tremaine, 1987](#); [Binney, 2005](#); [Mo et al., 2010](#)). Entretanto, os campos de visada dos cubos de dados das galáxias da amostra são limitados para se fazer tal análise. Outra maneira de se parametrizar as rotações estelares é utilizando-se o parâmetro λ_R (ver seção 1.1.4), tal como apresentado na equação 1.1. Esta grandeza está associada ao momento angular, por unidade de massa, projetado das estrelas.

As elipsidades das galáxias da amostra correspondem à isofota de 20 mag arcsec⁻² das imagens do 2MASS destes objetos na banda K ([Jarrett et al., 2003](#)) e são apresentadas na tabela 8.3. No caso do parâmetro λ_R , como os cubos de dados possuem campos de visada que englobam de 4% até 23% dos raios efetivos das galáxias da amostra, iremos nos referir, daqui pra frente, como λ_R^* , já que em todos os casos, nós calculamos tal parâmetro utilizando-se todos os spaxels dos cubos de dados. Os resultados de (V/σ) e λ_R^* são apresentados na tabela 8.3.

Na verdade, os parâmetros (V/σ) e λ_R são importantes no contexto de se definir rotores rápidos e rotores lentos, que, quando analisados em grande escala (na região dos raios efetivos, por exemplo), resultam em uma dicotomia observada em ETGs, onde as galáxias mais luminosas tendem a ser rotores lentos e galáxias menos luminosas, rotores rápidos

Nome	ϵ	λ_R^*	V/σ
	(1)	(2)	(3)
ESO 208 G-21	0.34	0.42	0.44
IC 1459	0.21	0.27	0.29
IC 5181	0.68	0.20	0.22
NGC 1380	0.56	0.095	0.12
NGC 1399	0.00	0.015	0.015
NGC 1404	0.10	0.030	0.035
NGC 2663	0.27	0.039	0.044
NGC 3136	0.26	0.041	0.046
NGC 4546	0.54	0.22	0.24
NGC 7097	0.34	0.10	0.10

Tabela 8.3 - Além da elipsidade mostrada na coluna (1), os parâmetros (2) e (3) são diferentes parametrizações da rotação estelar.

(ver seções 1.1.4 e 1.1.5 para uma revisão). Nos cubos de dados das galáxias da amostra, as escalas espaciais são consideravelmente menores, o que impossibilita quaisquer conclusões sobre a classificação destes objetos como rotores rápidos e rotores lentos. Entretanto, nesta seção, queremos parametrizar a rotação em uma escala circumnuclear, onde pode haver influências importantes dos buracos negros centrais. Na figura 8.5, mostramos a relação entre os parâmetros (V/σ) e λ_R^* com a elipsidade das galáxias da amostra. Também foram adicionadas as linhas que dividem os rotores rápidos dos rotores lentos, quando analisados os campos de velocidade dentro do raio efetivo e dentro da metade deste mesmo raio (equação 1.2), além da linha em $\lambda_R = 0.1$, que foi a primeira divisão proposta por Emsellem et al. (2007) para se separar os rotores rápidos dos rotores lentos. Note que, neste caso, as galáxias ESO 208 G-21, IC 1459, IC 5181 e NGC 4546 possuem uma rotação estelar circumnuclear importante. Entretanto, em larga escala, IC 1459 poderia ter uma classificação distinta, já que o que medimos no cubo de dados analisado nesta tese observa apenas a região que compreende o ‘core’ estelar presente nesta galáxia. Na figura 7 de Cappellari et al. (2002), observa-se que a curva de velocidade radial de IC 1459 decresce para valores da ordem de 20 km s⁻¹ a 10” do núcleo. Curiosamente, as galáxias com λ_R^* mais baixas possuem alguma peculiaridade nas suas curvas de velocidades radiais. Em NGC 7097, a curva de velocidade radial possui valores em torno de 40 km s⁻¹ ao longo de 40” (Caldwell et al., 1986), o que provavelmente classificaria esta galáxia como um rotor lento de qualquer maneira. Já em NGC 1380, a cinemática estelar na região central deste objeto deve ser bastante afetada pelos múltiplos buracos negros supermassivos detectados

nesta galáxia. Em NGC 1404, a amplitude da curva de velocidade radial é de $\sim 20 \text{ km s}^{-1}$. Nas outras 3 galáxias (NGC 1399, NGC 3136 e NGC 2663), não há quaisquer sinais de rotação. Em NGC 1399, a baixa elipsidade deve indicar que esta galáxia seja um rotor lento de qualquer maneira. As outras duas galáxias, embora possuam uma elipsidade que comportaria um rotor rápido, suas regiões nucleares são bastante peculiares, o que deve afetar em especial as regiões mais centrais destes objetos.

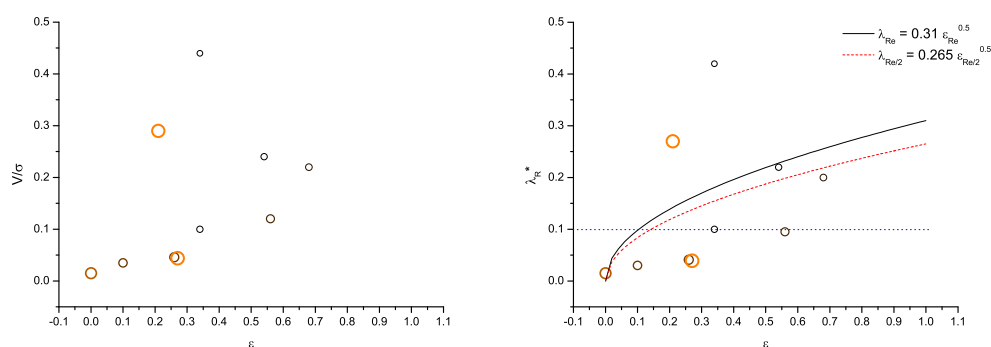


Figura 8.5: Parâmetros representativos da rotação estelar em função da elipsidade das galáxias da amostra. Para cada ponto no gráfico, o tamanho e a cor estão associados à luminosidade da galáxia, onde os maiores círculos de cor laranja representam as galáxias mais luminosas, enquanto os menores de cor preta correspondem às galáxias menos luminosas. No gráfico da direita, a linha contínua em preto corresponde à separação entre rotores rápidos e rotores lentos quando ambos os parâmetros são medidos dentro do raio efetivo. A linha tracejada em vermelho é referente à mesma divisão, porém com ambos os parâmetros calculados dentro da metade do raio efetivo. Ambas as divisões foram propostas por [Emsellem et al. \(2011\)](#) (ver seção 1.1.4 para uma revisão). A linha tracejada em azul, onde $\lambda_R = 0.1$, corresponde à separação entre rotores rápidos e rotores lentos proposta por [Emsellem et al. \(2007\)](#). Entretanto, por se tratar de análises nas regiões mais centrais das galáxias da amostra, não é conveniente classificar cinematicamente as galáxias da amostra como rotores rápidos e lentos e sim analisar a cinemática estelar em uma escala circumnuclear.

8.4.2 O parâmetro p

Verificamos, nas figuras 8.2a e 8.2b, que existe uma correlação entre a existência de um disco de rotação estelar e um pico na distribuição da dispersão de velocidades. A existência deste pico nos mapas de σ provavelmente está associada à rotação do disco estelar na região “interior” à PSF. Para estudar melhor esta questão, vamos definir um novo parâmetro, p , para quantificar os picos centrais detectados nos mapas de dispersão de velocidades. Este parâmetro é dado por

Nome	p
ESO 208 G-21	0.41
IC 1459	0.23
IC 5181	0.19
NGC 1380	0.065
NGC 1399	0.092
NGC 1404	-0.052
NGC 2663	0.016
NGC 3136	0.058
NGC 4546	0.18
NGC 7097	0.090

Tabela 8.4 - ‘Peakness’ dos mapas da dispersão de velocidades das galáxias da amostra.

$$p = \frac{\sum_{i=1}^{N_p} (\sigma_i \times P_{nuc(i)})}{\sum_{i=1}^{N_p} \sigma_i \times \sum_{i=1}^{N_p} P_{nuc(i)}} - 1, \quad (8.10)$$

onde N_p é o número total de spaxeis dos mapas e P_{nuc} é a PSF da região nuclear, representada por uma gaussiana centrada na região nuclear das galáxias, cujo pico é igual a 1 e FWHMs iguais às própria PSFs dos cubos de dados, mostrados na tabela 6.3, com exceção das galáxias NGC 1380, NGC 1399, NGC 1404 e NGC 3136, cujas FWHMs = ‘seeing’ das observações (ver tabela 4.2). Chamaremos este parâmetro p de ‘peakness’ das galáxias, os quais são apresentados na tabela 8.4. Galáxias com $p \gtrsim 0.2$, caso das galáxias ESO 208 G-21, IC 1459, IC 5181 e NGC 4546, possuem um aumento importante das medidas de dispersão de velocidades nas regiões nucleares. Embora em NGC 1399 e NGC 7097, as regiões nucleares são destacadas nos seus respectivos mapas e perfis das dispersões de velocidade, o parâmetro p mostra que a variação de σ no campo de visada destas galáxias é pequena em relação aos 4 objetos com $p \gtrsim 0.2$. Em NGC 1380, o valor de p medido deve ser uma consequência dos 4 picos presentes no FOV desta galáxia. Em NGC 3136, não há uma variação da dispersão de velocidades evidente tanto no mapa como nos perfis. Na galáxia NGC 1404, $p < 0$, o que significa que a variação da dispersão de velocidades decresce no sentido do núcleo (‘sigma-drop’). No caso de NGC 2663, o mapa da dispersão de velocidades mostra que este parâmetro é aproximadamente constante ao longo do campo de visada do cubo de dados desta galáxia.

8.5 Discussão e conclusões

Os mapas da cinemática estelar apresentados neste capítulo não possuem um campo de visada suficientemente grande para se estudar a estrutura de galáxias Early-type. Com isso, é impossível propor classificações morfológicas baseadas na cinemática estelar para as galáxias da amostra, como por exemplo classificá-las como rotores rápidos ou rotores lentos (Emsellem et al., 2007). Também, pelo mesmo motivo acima, não é possível analisar as causas das elipsidades observadas nas galáxias da amostra. Em Emsellem et al. (2004), Cappellari et al. (2006), Emsellem et al. (2007), Cappellari et al. (2007) (estes três artigos são referentes ao projeto SAURON) e Emsellem et al. (2011) (referente ao projeto ATLAS^{3D}), os estudos das estruturas cinemáticas de galáxias Early-type foram feitos com IFUs cujo campo espacial é de 33" x 41". No projeto ATLAS^{3D}, que consiste em uma amostra completa de galáxias Early-type limitada em volume, 92% das galáxias cobrem, pelo menos, a metade de seus raios efetivos, o que já é suficiente para análises da estrutura cinemática (Emsellem et al., 2011).

Por outro lado, a resolução espacial dos cubos de dados das galáxias da amostra estudadas nesta tese são superiores aos cubos de dados do espectrógrafo SAURON (utilizado nos projetos SAURON e ATLAS^{3D}). A amostragem espacial dos cubos de dados também possui diferenças importantes. Enquanto as fibras do GMOS-IFU observam um campo de 0.2", as fibras do SAURON são da ordem de 1". Com isto, é possível obter informações detalhadas da influência do buraco negro central na cinemática da componente estelar central das galáxias.

No capítulo 5, detectamos discos estelares em 7 galáxias da amostra, os quais são confirmados com os mapas da velocidade radial e do momento de Gauss-Hermite h_3 . Em NGC 3136, há também uma componente estelar em rotação. Apesar de se observar uma anti-correlação entre as velocidades radiais e em h_3 , o que é característico de um disco, não é possível afirmar que esta componente estelar possua tal estrutura. Em NGC 1399 e NGC 2663, nem a Tomografia PCA tão pouco os mapas da velocidade radial revelam alguma componente estelar em rotação.

Foi comentado na seção 8.3.2 que se os discos estelares se prolongam até a região influenciada pelo buraco negro central, seus efeitos cinemáticos devem ser importantes no mapa da dispersão de velocidades. Um crescimento nas regiões nucleares deve influenciar

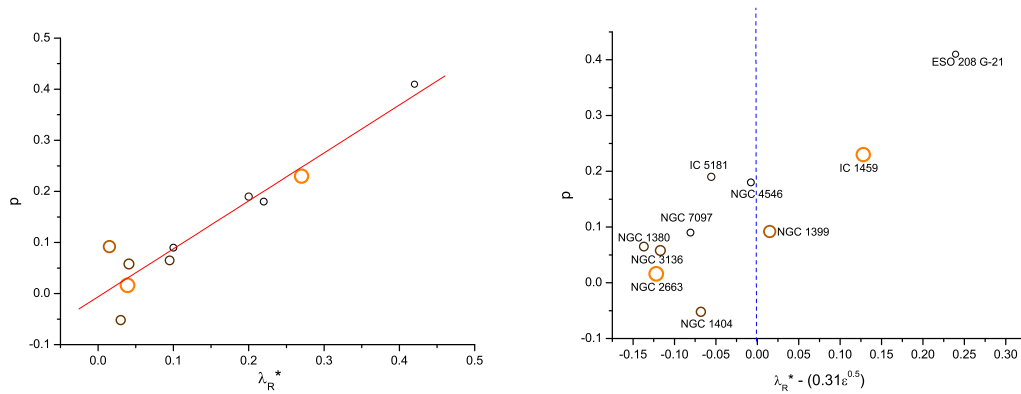


Figura 8.6: Esquerda: Gráfico do ‘peakness’ dos mapas da dispersão de velocidades em função de λ_R^* . Tamanhos e cores diferentes são proporcionais à luminosidade total na banda K das galáxias da amostra (ver tabela 4.1). A linha vermelha representa o ajuste linear aos dados, cuja correlação R^2 é de 90%. Direita: Gráfico do ‘peakness’ dos mapas da dispersão de velocidades em função de $\lambda_R^* - 0.31\sqrt{\epsilon}$. Segundo Emsellem et al. (2011), a curva $\lambda_{Re} = 0.31\sqrt{\epsilon}$ divide rotores rápidos e rotores lentos no gráfico $\lambda_{Re} \times \epsilon$. A linha tracejada azul representa tal divisão, embora não se pode concluir que as galáxias a direita desta linha sejam rotores rápidos. A idéia de $\lambda_R^* - 0.31\sqrt{\epsilon}$ é quantificar os efeitos cinemáticos causados pela influência de múltiplos buracos negros na região central de galáxias. Note que as galáxias NGC 1380 e NGC 3136, cujas evidências de múltiplos AGNs foram mostrados no capítulo 7, estão localizadas na mesma região do gráfico. Isso torna a galáxia NGC 2663 uma candidata a possuir um segundo AGN, já que está na mesma região destes dois objetos.

o ‘peakness’ (p) dos mapas de dispersão de velocidades. Nas partes circumnucleares, o parâmetro λ_R^* é importante para se quantificar a rotação dos discos estelares nestas regiões. Assim, deve haver uma correlação entre os parâmetros p e λ_R^* . Esta correlação é observada no gráfico da figura 8.6. O ajuste linear entre os dois parâmetros mostra que $p \sim \lambda_R^*$, com um coeficiente de correlação $R^2 = 90\%$.

A galáxia NGC 1380 é classificada como S0. Esta classificação é coerente com a imagem do HST apresentada na figura 4.2a, onde observa-se claramente a componente disco deste objeto. Na região de seu raio efetivo, pode-se calcular o valor de λ_{Re} que esta galáxia teria no limite entre rotores rápidos e rotores lentos através da equação 1.2. Se considerarmos que a maioria das galáxias S0 são rotores rápidos (Emsellem et al., 2011), o valor de $\lambda_{Re} = 0.26$ seria um valor mínimo na região do raio efetivo de NGC 1380. Apesar de que nas regiões centrais, os valores de λ_R^* seriam sistematicamente menores do que λ_{Re} , esperaria-se que $\lambda_R^*(N1380) \sim \lambda_R^*(N4546)$, já que ambas são galáxias S0 com elipsidades parecidas. Entretanto, NGC 1380 possui valores de λ_R^* comparáveis às galáxias com pouca

ou nenhuma rotação. Sabe-se que esta galáxia deve possuir 3 AGNs. A presença de múltiplos AGNs deve suprimir a rotação estelar nas regiões mais centrais da galáxia, o que deve causar uma diminuição tanto dos valores de p como nos valores de λ_R^* . Como nas regiões mais externas não há influência dos buracos negros, não há motivos para acreditar que os valores de λ_{Re} desviem muito do esperado. Se esta hipótese estiver correta, então os valores de $\lambda_R^* - 0.31\sqrt{\epsilon}$ devem ser menores em galáxias com múltiplos buracos negros do que em objetos com apenas um buraco negro. Seus valores do ‘peakness’ também devem ser pequenos. Com isso em mente, fizemos um gráfico de $p \times \lambda_R^* - 0.31\sqrt{\epsilon}$, mostrado na figura 8.6. Note que as galáxias NGC 1380 e NGC 3136, onde há evidências claras de múltiplos AGNs, ocupam a mesma região do gráfico. Outra galáxia nesta região é NGC 2663. Embora não haja uma evidência concreta de um segundo AGN, o perfil das regiões de alta densidade do gás ao longo do disco de gás desta galáxia (figura 7.8c) não possui o mesmo centroide do perfil deste mesmo mapa ao longo da direção perpendicular ao disco, o que pode indicar a presença de um segundo núcleo. Apesar da amostra limitada, o gráfico da direita da figura 8.6 parece ser uma ferramenta bastante útil para se auxiliar na detecção de múltiplos buracos negros, mesmo daqueles que não são ativos.

As principais conclusões do presente capítulo são:

- Discos estelares estão presentes em 7 galáxias da amostra. Nas mesmas galáxias, a Tomografia PCA (capítulo 5) já havia detectado tais estruturas.
- Uma anti-correlação entre as velocidades radiais e os momentos de Gauss-Hermite h_3 é detectada em 8 galáxias. A anisotropia dos perfis das linhas estelares deve ser uma consequência do disco estelar em 7 galáxias.
- Na galáxia NGC 3136, é observada uma componente estelar em rotação. Contudo, não é possível concluir se tal componente está estruturada na forma de um disco estelar, embora a anti-correlação entre as velocidades radiais e h_3 seja detectada nesta galáxia.
- Os mapas das dispersões de velocidades possuem um excesso nas regiões nucleares de 7 galáxias da amostra. Destas 7 galáxias, em 6 este excesso deve estar relacionado ao efeito do buraco negro central nos discos estelares. A galáxia NGC 1380, embora possua um pico na região nuclear, a influência de múltiplos buracos negros deve ser

importante na cinemática estelar. O mesmo efeito pode ser importante em NGC 3136, embora não se observe picos evidentes no mapa da dispersão de velocidades deste objeto. Na galáxia NGC 2663, um segundo buraco negro supermassivo também pode estar influenciado sua cinemática estelar central. Já NGC 1404 possui valores centrais de dispersão de velocidades menor do que suas regiões mais externas.

- Definimos um novo parâmetro cinemático global, p , que caracteriza o “peakness” da distribuição da dispersão de velocidades. Sugerimos que este parâmetro pode ser útil no estudo da cinemática estelar em galáxias massivas.

A massa do buraco negro e das estrelas: modelagem dinâmica das estrelas segundo as equações de Jeans.

Os dados obtidos com espectroscopia IFU são adequados para a determinação da massa das estrelas na região central das galáxias, bem como a determinação da massa do buraco negro supermassivo ou o estabelecimento de um limite superior para essa massa. Pode-se fazer a determinação de massas usando a dinâmica estelar ou a dinâmica de gás. A dinâmica estelar pode ser estudada ou com o método de Jeans ou com o método de Schwarzschild. Neste capítulo, determinaremos as massas utilizando-se o método de Jeans.

9.1 Equação fundamental da dinâmica estelar: A equação de Boltzmann para sistemas não colisionais.

Considere N estrelas sob influência de um potencial gravitacional $\Phi(x, t)$. Pode-se descrever o estado total do sistema através da função de distribuição (DF, daqui em diante) $f(x, v, t)d^3x d^3v$. Se em um momento t_0 , têm-se as posições e as velocidades do sistema definidos, podemos calcular qual será o estado do sistema em um tempo t utilizando-se as leis de Newton. A densidade de estrelas no espaço de fase deve obedecer a equação da continuidade, já que na ausência de colisões, as estrelas se movem suavemente ao longo deste espaço. Assim, temos (equação 4-11, [Binney e Tremaine 1987](#))

$$\frac{\partial f}{\partial t} + \sum_{\alpha=1}^6 \frac{\partial(f\dot{\omega}_\alpha)}{\partial \omega_\alpha} = 0, \quad (9.1)$$

onde $\omega = (x, v)$ são as 6 coordenadas no espaço de fase, com $\dot{\omega} = (\dot{x}, \dot{v}) = (v, -\nabla\Phi)$. Se

$$\sum_{\alpha=1}^6 \frac{\partial \dot{\omega}_{\alpha}}{\partial \omega_{\alpha}} = 0,$$

já que x_i e v_i são independentes no espaço de fases e o gradiente do potencial não depende das velocidades, então temos a equação de Boltzmann para sistemas não colisionais, dada por:

$$\frac{\partial f}{\partial t} + \sum_{i=1}^3 v_i \frac{\partial f}{\partial x_i} - \frac{\partial \Phi}{\partial x_i} \frac{\partial f}{\partial v_i} = 0. \quad (9.2)$$

A equação 9.2 é a equação fundamental da dinâmica estelar. Na próxima seção, será mostrado como utilizar a equação 9.2 para se encontrar apenas os momentos de velocidade da DF.

9.2 As equações de Jeans

A equação 9.2 possui 7 variáveis. Isso torna a procura por soluções extremamente complicada. Assim, é mais simples trabalhar apenas com os momentos de velocidade da DF. Primeiramente, vamos reescrever a equação de Boltzmann em coordenadas cilíndricas e supor que os objetos que serão estudados neste capítulo são axi-simétricos e estão em estado estacionário ($\partial/\partial t = 0$ e $\partial/\partial \phi = 0$). Assim temos:

$$v_R \frac{\partial f}{\partial R} + v_z \frac{\partial f}{\partial z} + \left(\frac{v_{\phi}^2}{R} - \frac{\partial \Phi}{\partial R} \right) \frac{\partial f}{\partial v_R} - \frac{\partial \Phi}{\partial z} \frac{\partial f}{\partial v_z} - \frac{v_R v_{\phi}}{R} \frac{\partial f}{\partial v_{\phi}} = 0. \quad (9.3)$$

Escrevendo-se explicitamente a densidade de luminosidade das estrelas e a velocidade estelar média, respectivamente, por

$$\nu \equiv \int f d^3 v ; \quad \bar{v}_i \equiv \frac{1}{\nu} \int f v_i d^3 v \quad (9.4)$$

e multiplicando-se a equação 9.3 por v_R e por v_z e integrando sobre todas as velocidades, teremos as equações de Jeans (equações 4-29a,c de [Binney e Tremaine 1987](#))

$$\frac{\partial(\nu \bar{v}_R^2)}{\partial R} + \frac{\partial(\nu \bar{v}_R \bar{v}_z)}{\partial z} + \nu \left(\frac{\bar{v}_R^2 - \bar{v}_{\phi}^2}{R} + \frac{\partial \Phi}{\partial R} \right) = 0 \quad (9.5)$$

e

$$\frac{\partial(\nu \bar{v}_R \bar{v}_z)}{\partial R} + \frac{\partial(\nu \bar{v}_z^2)}{\partial z} + \frac{\nu \bar{v}_R \bar{v}_z}{R} + \nu \frac{\partial \Phi}{\partial z} = 0. \quad (9.6)$$

Entretanto, temos agora 4 variáveis e apenas duas equações. Mais duas funções no plano meridional (R, z) são necessárias para se obter uma solução única para as equações de Jeans. Cappellari (2008) argumentou que se deve especificar uma orientação e formato da intersecção da elipsoide da dispersão de velocidades em todas as posições do plano meridional para se obter a solução única. Esta elipsoide é obtida diagonalizando-se o tensor da dispersão de velocidades, que é dado por

$$\sigma_{ij}^2 \equiv \overline{v_i v_j} - \overline{v_i} \overline{v_j}. \quad (9.7)$$

Cappellari (2008) propôs uma solução onde a elipsóide da dispersão de velocidades está alinhada com o sistema de coordenada cilíndrico ($\overline{v_R v_z} = 0$) e que a anisotropia é constante e pode ser quantificada por $\overline{v_R^2} = b \overline{v_z^2}$. Com a condição de contorno $\nu \overline{v_z^2} = 0$ para $z \rightarrow \infty$, as soluções das equações de Jeans são

$$\nu \overline{v_z^2}(R, z) = \int_z^\infty \nu \frac{\partial \Phi}{\partial z} dz \quad (9.8)$$

e

$$\nu \overline{v_\phi^2}(R, z) = b \left[R \frac{\partial(\nu \overline{v_z^2})}{\partial R} + v_z^2 \right] + R \nu \frac{\partial \Phi}{\partial R}. \quad (9.9)$$

Estas soluções são simples e reproduzem bem a cinemática de galáxias utilizando-se dados do tipo IFU. Nesta tese, iremos apenas calcular o segundo momento de velocidade na linha de visada (LOS, de ‘line of sight’) $\overline{v_{los}^2}$, que é uma boa aproximação para o observável $V_{RMS} = \sqrt{V_{radial}^2 + \sigma^2}$, cujos parâmetros foram medidos para as 10 galáxias da amostra e foram apresentados no capítulo 8. Antes de descrever as soluções para $\overline{v_{los}^2}$, vamos antes descrever o potencial gravitacional que será utilizado nos cálculos.

9.3 Parametrização do brilho superficial de galáxias: a expansão multigaussiana

Nas soluções das equações de Jeans, é conveniente propor que o potencial gravitacional Φ é a soma de um potencial kepleriano devido ao buraco negro supermassivo com o potencial gerado pelas estrelas. A densidade de massa estelar pode ser estimada através do ajuste das populações estelares com o STARLIGHT ou através da análise do brilho superficial das galáxias, supondo-se uma razão massa luminosidade. Entretanto, tanto as massas

medidas com o STARLIGHT como aquelas estimadas pelo brilho superficial estão projetadas em uma superfície 2D. A expansão de imagens 2D em multigaussianas (MGE, de ‘multi-gaussian expansion’) é um método proposto por Cappellari (2002) para se analisar o brilho superficial de galáxias, já que a convolução com uma PSF e a deprojeção da imagem para 3 dimensões pode ser feita analiticamente de uma maneira simples e efetiva. Entretanto, Cappellari (2008) argumentou que a deprojeção para uma galáxia axi-simétrica não possui uma solução única, a não ser que ela seja vista com uma orientação ‘edge-on’ ($i = 90^\circ$). Isso deve ser considerado quando a galáxia possui uma orientação muito próxima da ‘face-on’ ($i = 0^\circ$).

Se temos um eixo x alinhado com o semi-eixo maior fotométrico, então o perfil de brilho superficial pode ser escrito como

$$\Sigma(x', y') = \sum_{k=1}^N \frac{L_k}{2\pi\sigma_k^2 q'_k} \exp \left[-\frac{1}{2\sigma_k^2} \left(x'^2 + \frac{y'^2}{q'_k} \right) \right], \quad (9.10)$$

onde N é o número de Gaussianas com luminosidade total L_k , razão de eixos observada $0 \leq q'_k \leq 1$, a dispersão σ_k ao longo do semi-eixo maior e as coordenadas x' e y' são as coordenadas da galáxia no plano do céu. A densidade de luminosidade deprojetada é

$$\nu(R, z) = \sum_{k=1}^N \frac{L_k}{(\sqrt{2\pi}\sigma_k)^3 q_k} \exp \left[-\frac{1}{2\sigma_k^2} \left(R^2 + \frac{z^2}{q_k} \right) \right], \quad (9.11)$$

cujas componentes possuem a mesma luminosidade e dispersão do que no caso projetado. A razão entre os eixos fica:

$$q_k = \frac{\sqrt{q_k'^2 - \cos^2 i}}{\sin i}. \quad (9.12)$$

A densidade total pode ser descrita como

$$\rho(R, z) = \sum_{j=1}^M \frac{M_j}{(\sqrt{2\pi}\sigma_j)^3 q_j} \exp \left[-\frac{1}{2\sigma_j^2} \left(R^2 + \frac{z^2}{q_j} \right) \right], \quad (9.13)$$

com $M = N$, $\sigma_j = \sigma_k$, $q_j = q_k$ e $M_j = \gamma_k L_k$, onde γ_k é a razão massa luminosidade. Note que no caso de termos uma imagem que representa a massa projetada calculada pelo STARLIGHT, a densidade de massa estelar sai diretamente da equação 9.11. Uma vez dada a densidade de massa estelar da galáxia, é possível calcular o potencial causado pelas estrelas. Ele é dado por (Emsellem et al., 1994)

$$\Phi(R, z) = -\sqrt{2/\pi}G \int_0^1 \sum_{j=1}^M \frac{M_j H_j(u)}{\sigma_j} du, \quad (9.14)$$

onde G é a constante da gravitação de Newton, com

$$H_j(u) = \frac{\exp\left\{-\frac{u^2}{2\sigma_j^2} \left[R^2 + \frac{z^2}{1-(1-q_j^2)u^2}\right]\right\}}{\sqrt{1-(1-q_j^2)u^2}}. \quad (9.15)$$

O potencial devido ao buraco negro é dado por

$$\Phi_{M_{SMBH}}(R, z) = -\frac{GM_{SMBH}}{\sqrt{R^2 + z^2}}. \quad (9.16)$$

Note que a inclinação i da galáxia axi-simétrica é limitada pela equação 9.12. A inclinação mínima de uma galáxia pode ser vinculada à máxima razão q'_k , medida com a elipse correspondente às isofotas da galáxia no ponto de maior curvatura ao longo do semi-eixo maior. Para valores de i acima deste mínimo, o MGE pode sempre ajustar uma gaussiana que compense esta alta curvatura e ainda assim produzir densidades realistas, uma vez que não há necessidade de se atribuir uma interpretação física às gaussianas ajustadas (Cappellari, 2002, 2008).

9.4 O cálculo da $\overline{v_{los}^2}$

Em todas as equações abaixo, o índice k se refere às gaussianas da densidade de luminosidade e o índice j se refere às gaussianas da densidade de massa. O segundo momento de velocidade na linha de visada é dada por

$$[\sum \overline{v_{los}^2}]_k = \int_{-\infty}^{\infty} \{[\nu \overline{v_z^2}]_k \cos^2 i + ([\nu \overline{v_R^2}]_k \sin^2 \phi + [\nu \overline{v_\phi^2}]_k \cos^2 \phi) \sin^2 i\} dz' \quad (9.17)$$

para cada gaussiana k , com $\cos \phi = x/R$. O segundo momento de velocidade total para todas as gaussianas resultantes do MGE é

$$\sum \overline{v_{los}^2} = \sum_{k=1}^N [\sum \overline{v_{los}^2}]_k. \quad (9.18)$$

As soluções para cada componente do segundo momento de velocidade são obtidas integrando-se as equações 9.8 e 9.9 com as substituições dadas pelas equações 9.11 e 9.14, resultando em

$$[\overline{\nu v_R^2}]_k = b_k [\overline{\nu v_z^2}]_k, \quad (9.19)$$

$$[\overline{\nu v_z^2}]_k = 4\pi G \int_0^1 \sum_{j=1}^M \frac{\sigma_k^2 q_k^2 \nu_k q_j \rho_{0j} H_j(u) u^2}{1 - C u^2} D R^2 du \quad (9.20)$$

e

$$[\overline{\nu v_\phi^2}]_k = 4\pi G \int_0^1 \sum_{j=1}^M \frac{\nu_k q_j \rho_{0j} H_j(u) u^2}{1 - C u^2} (D R^2 + b_k \sigma_k^2 q_k^2) du \quad (9.21)$$

sendo que temos como a solução final:

$$\begin{aligned} \sum [\overline{v_{los}^2}(x', y')] &= 4\pi^{3/2} G \int_0^1 \sum_{k=1}^N \sum_{j=1}^M \nu_{0k} q_j \rho_{0j} u^2 \times \\ &\frac{\sigma_k^2 q_k^2 (\cos^2 i + b_k \sin^2 i) + D x'^2 \sin^2 i}{(1 - C u^2) \sqrt{(A + B \cos^2 i) [1 - (1 - q_j^2) u^2]}} \times \\ &\exp \left\{ -A \left[x'^2 + \frac{(A + B) y'^2}{A + B \cos^2 i} \right] \right\} du, \end{aligned} \quad (9.22)$$

onde definiu-se $\nu_{0k} = \nu_k(0, 0)$, $\rho_{0j} = \rho_j(0, 0)$,

$$A = \frac{1}{2} \left(\frac{u^2}{\sigma_j^2} + \frac{1}{\sigma_k^2} \right), \quad (9.23)$$

$$B = \frac{1}{2} \left\{ \frac{1 - q_k^2}{\sigma_k^2 q_k^2} + \frac{(1 - q_j^2) u^4}{\sigma_j^2 [1 - (1 - q_j^2) u^2]} \right\}, \quad (9.24)$$

$$C = 1 - q_j^2 - \frac{\sigma_k^2 q_k^2}{\sigma_j^2} \quad (9.25)$$

e

$$D = 1 - b_k q_k^2 - [(1 - b_k)C + (1 - q_j^2)b_k] u^2 \quad (9.26)$$

9.5 O caso de IC 1459

A única galáxia onde testamos este método foi IC 1459. Um dos motivos para a escolha desta galáxia que seu ‘core’ estelar possui uma curva de rotação estelar bem definida. Além

disso, IC 1459 possui o maior raio de influência (em segundos de arco) do buraco negro central dentre as galáxias da amostra que possuem rotação estelar detectada. Cappellari et al. (2002) aplicaram o método numérico de órbitas superpostas de Schwarzschild à cinemática estelar extraída de espectros de fenda longa de IC 1459, que resultaram na massa do buraco negro e da razão massa luminosidade deste objeto. Assim, pretendemos comparar os resultados desta seção com os obtidos por Cappellari et al. (2002)

Para a descrição do potencial gravitacional estelar, utilizamos a imagem do HST na banda I, a qual foi discutida na seção 7.6¹. A mesma imagem foi utilizada por Cappellari et al. (2002) para o mesmo fim. A correção da extinção intrínseca de IC 1459 foi feita com o método descrito no apêndice A de Carollo et al. (1997), utilizando-se as imagens na banda V e I do HST e supondo-se $D = 0$ (tela de poeira em frente à galáxia). Este procedimento minimizou (mas não corrigiu eficientemente) a influência da estrutura em poeira com ‘sinal de integral’ presente nesta galáxia (ver discussão na seção 7.6). A calibração em fluxo das imagens nas duas bandas foi obtida em Holtzman et al. (1995). A PSF da imagem na banda I foi estimada utilizando-se o software ‘Tiny Tim’ (Krist et al., 2011)² e possui uma FWHM gaussiana de $0.08''$. Finalmente, aplicamos o MGE na imagem da banda I, corrigida da extinção intrínseca. O brilho superficial, a dispersão (em segundos de arco) e a razão entre os semi-eixos de cada uma das gaussianas resultantes do MGE são mostradas na tabela 9.1. Na figura 9.1, são mostrados perfis da imagem na banda I extraídos em diversos P.A. As gaussianas correspondentes ao MGE também são mostradas nesta figura para cada perfil. Note que a soma das gaussianas ajusta cada um dos perfis com um erro de $\sim 3\%$ na região entre $0.7''$ e $10''$. Na região interna a $0.7''$, o AGN e a estrutura de poeira presente na região central desta galáxia causam um erro de $\sim 10\%$ nos ajustes dos perfis observados. É importante frisar que o primeiro valor apresentado na tabela 9.1 mostra um valor de brilho superficial dentro de $0.02''$. Tal escala corresponde ao AGN de IC 1459 e, por isso, não será considerado no cálculo do potencial gravitacional correspondente à componente estelar desta galáxia.

Os modelos são calculados variando-se a massa do buraco negro central M_{SMBH} , a

¹ Para o MGE, utilizamos a imagem original na banda I que resultou na soma das componentes ‘wavelet’ $w_0 + w_1$, apresentada na figura 7.11. Note que, na mesma figura, apresentamos a imagem V-I, a qual também foi utilizada para a correção da extinção intrínseca de IC 1459.

² <http://www.stsci.edu/hst/observatory/focus/TinyTim>

$\Sigma_I(x', y') (L_\odot/pc^2)$	σ_k (segundos de arco)	q'_k
105720.56	0.02	0.59
16586.65	0.15	0.95
14281.85	0.40	0.80
14200.28	0.68	0.69
11894.07	1.06	0.79
11041.85	2.28	0.70
5042.09	4.47	0.79
2273.28	13.65	0.73

Tabela 9.1 - Brilho superficial na banda I, dispersão e razão entre os semi eixos de cada uma das gaussianas ajustadas na imagem de IC 1459. A primeira medida corresponde ao AGN e foi desconsiderado da modelagem dinâmica.

inclinação i e o parâmetro de anisotropia

$$\beta \equiv 1 - \frac{\overline{v_z^2}}{v_R^2} \sim 1 - \frac{\sum_k \nu_k}{\sum_k b_k \nu_k} \quad (9.27)$$

da componente estelar da galáxia. Para cada cálculo, são fixados uma distância de 27 Mpc para IC 1459 (ver tabela 4.1), um P.A. cinemático de -147° , um P.A. do semi-eixo maior de -138° (medido em uma imagem do contínuo estelar do cubo de dados original) e uma PSF gaussiana com FWHM = $0.7''$. Para um dado valor de i , a deprojeção da galáxia é feita utilizando-se a equação 9.11. Finalmente, o algoritmo disponibilizado por M. Cappellari³ encontra o melhor valor da razão massa-luminosidade para um dado valor de i , de M_{SMBH} e de β , comparando-se os resultados de $\overline{v_{los}^2}(x', y')$ calculados com a equação 9.22, com o observável $V_{RMS}(x', y') = \sqrt{V_{rad}(x', y')^2 + \sigma_{star}(x', y')^2}$, onde $V_{rad}(x', y')$ e $\sigma_{star}(x', y')$ correspondem aos mapas da velocidade radial e da dispersão de velocidades da componente estelar de IC 1459, apresentados na figura 8.2a. Os detalhes de como é feito o ajuste da razão massa-luminosidade são descritos em Cappellari (2008).

O modelo que melhor explica os valores de $V_{RMS}(x', y')$ é aquele que minimiza o valor de χ^2 , dado por

$$\chi^2 = \left[\sum_{n=1}^N \left(\frac{(v_{los}^2)_n^{0.5} - (V_{RMS})_n}{\Delta(V_{RMS})_n} \right)^2 \right] \times N_p^{-1}, \quad (9.28)$$

onde $\Delta(V_{RMS})_n$ são os erros associados ao observável V_{RMS} e N_p é o número total de spaxels do cubo de dados. Os menores valores de χ^2 são obtidos para inclinações entre 61° e 64° , β entre 0.05 e 0.07, massa do buraco negro entre $2.5 \times 10^9 M_\odot$ e $3.3 \times 10^9 M_\odot$

³ <http://www-astro.physics.ox.ac.uk/~mxc/idl/>

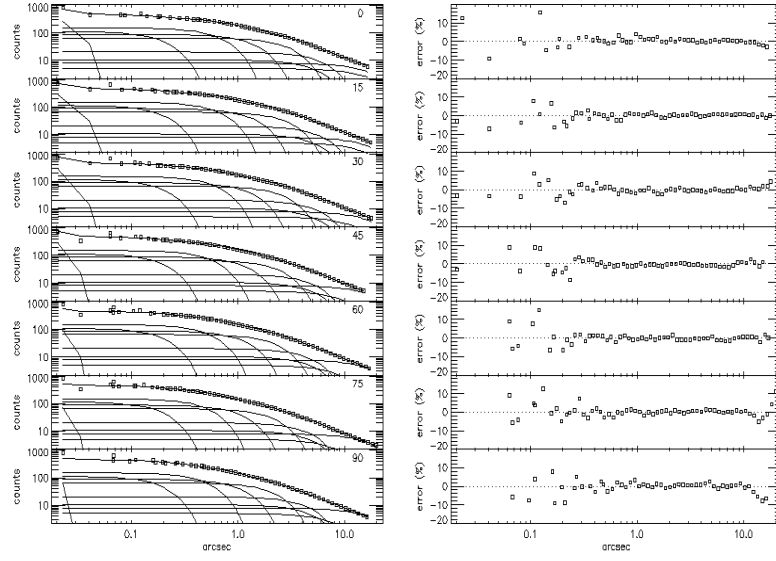


Figura 9.1: Ajustes do perfil de brilho na galáxia IC 1459. O algoritmo do MGE funciona ajustando-se, paralelamente, N gaussianas unidimensionais em 19 setores fotométricos. Cada um destes setores é espaçado uniformemente em ângulo, partindo-se do semi-eixo maior para o semi-eixo menor. A fotometria é amostrada logarithmicamente em raios elípticos $m'^2 = x'^2 + y'^2/q'^2$, onde q' é a razão axial das isofotas. L_j e σ_j são as mesmas para 1D e 2D. O espalhamento na região interna parece ser mais importante, porém sempre dentro de 10% de erro. Este espalhamento é causado pelo AGN e pela estrutura de poeira localizada na região central de IC 1459 (ver figura 7.11). No geral, o desvio absoluto médio é da ordem de 3%.

e razão massa-luminosidade na banda I entre 3.3 e 3.5. Todos esses resultados produzem um $\chi^2 \leq 0.3$. O melhor χ^2 encontrado foi de 0.265 com $M_{SMBH} = 2.7 \times 10^9 M_\odot$, $M/L_I = 3.4$, $i = 63^\circ$ e $\beta = 0.06$.

9.6 Discussão

Os valores encontrados neste trabalho são compatíveis com os resultados de Cappellari et al. (2002), que usaram o método da superposição de órbitas de Schwarzschild. Estes autores encontraram $M_{SMBH} = 2.6 \pm 1.1 \times 10^9 M_\odot$, $i = 60^\circ$ e $M/L_I = 3.1 \pm 0.4$, apesar de eles terem utilizado uma distância de 30.3 Mpc para IC 1459. Para esta distância, encontramos $M_{SMBH} = 2.5 \times 10^9 M_\odot$ e $M/L_I = 3.2$, com $\chi^2 = 0.339$. Todos esses resultados para a massa do buraco negro central são da mesma ordem de grandeza do valor estimado com a relação $M_{SMBH} \times \sigma$ mostrada na equação 1.3 ($M_{SMBH} \sim 10^9 M_\odot$; ver tabela 8.2).

A figura 9.2 mostra o mapa da $V_{RMS} = \sqrt{V_{radial}^2 + \sigma^2}$ observada, o mapa com os valores da $\overline{v_{los}^2}$, calculados com os parâmetros que resultaram no melhor χ^2 e uma comparação entre os dois mapas em contornos de isovelocidades. Já na figura 9.3, é mostrado o mapa da diferença entre os valores de V_{RMS} e $\overline{v_{los}^2}$, além dos perfis extraídos ao longo do eixo x e do eixo y e de ambos os mapas apresentados na figura 9.2.

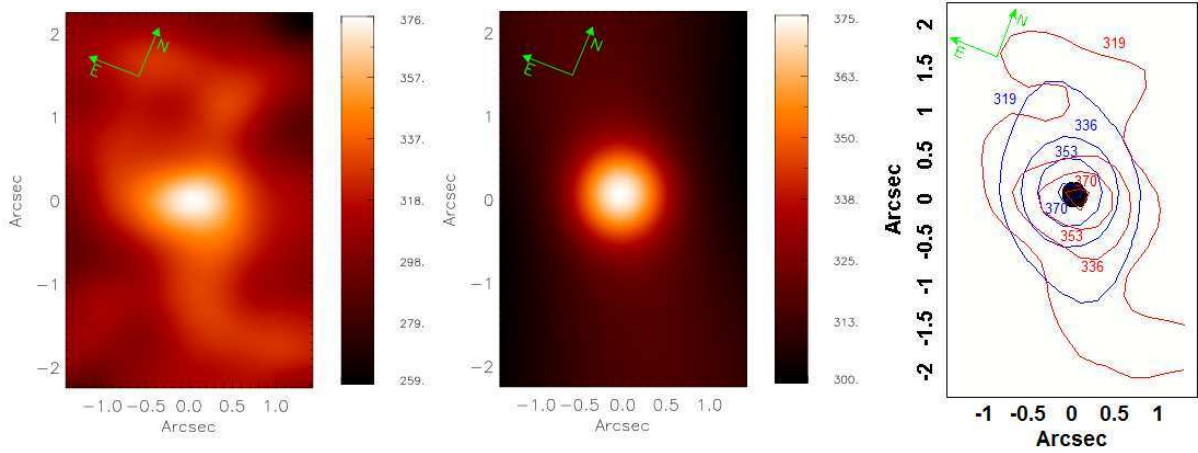


Figura 9.2: Esquerda: Mapa dos valores observados de $V_{RMS} = \sqrt{V_{rad}^2 + \sigma_{star}^2}$ para a galáxia IC 1459. Centro: Mapa dos valores calculados de $\overline{v_{los}^2}$ para IC 1459. Para este modelo, utilizamos $M_{SMBH} = 2.7 \times 10^9 M_{\odot}$, $M/L_I = 3.4$, $i = 63^\circ$ e $\beta = 0.06$. Direita: Comparação entre os dois mapas anteriores em contornos de isovelocidades. Neste gráfico, os valores observados da V_{RMS} estão em vermelho, enquanto os valores calculados da $\overline{v_{los}^2}$ estão em azul. O ponto em preto representa a localização do AGN de IC 1459.

É importante frisar que se deve ter cautela ao utilizar as equações de Jeans para a modelagem da cinemática estelar. Para estas soluções, assumimos que a elipsóide da dispersão de velocidades estava alinhada com o sistema de coordenadas cilíndricas, além de supormos anisotropia constante ao longo de todo o campo de visada. Tais hipóteses não devem ser verdadeiras em sistemas reais (Mo et al., 2010). Segundo Cappellari et al. (2006), o método da superposição de órbitas de Schwarzschild é mais geral para sistemas axi-simétricos, sendo que a hipótese mais forte é o fato de que o sistema deve ser estacionário. Entretanto, estes autores argumentaram que, embora o método de Jeans possa produzir resultados enviesados, sua precisão numérica é desprezível, enquanto o método de Schwarzschild pode ter ruídos numéricos que dependem de sua implementação. Eles

encontraram que $(M/L)_{Schw} \sim (M/L)_{Jeans}^{1.13 \pm 0.05}$, alegando que os valores sistematicamente maiores encontrados com o método de Schwarzschild deve ser pelo fato de que tal modelagem utiliza toda a informação da distribuição de velocidades na linha de visada, enquanto as equações de Jeans está restrita a hipóteses que não são necessariamente reais. Isto implica que o método de Schwarzschild deve ser utilizado quando se quer fazer uma modelagem mais precisa da cinemática de galáxias axi-simétricas, embora as equações de Jeans possam dar uma boa estimativa das medidas de massas e de inclinação destes objetos.

Em um primeiro momento, a modelagem de Jeans poderia ter sido aplicada a outras galáxias da amostra que possuem simetria axi-simétrica. De uma certa maneira, esta simetria está associada a objetos que possuem uma rotação estelar bem definida. As galáxias ESO 208 G-21, IC 5181, NGC 1380, NGC 1404 e NGC 4546 possuem tais características. Entretanto, NGC 1380 possui 3 AGNs, os quais influenciam a cinemática estelar (ver discussão na seção 8.5). NGC 1404 possui um ‘sigma drop’ no mapa da dispersão de velocidades. A galáxia IC 5181 não possui imagens do HST no arquivo público. Isto prejudica a análise do potencial devido às estrelas, já que em um cubo de dados com dimensões da ordem de segundos de arco, é interessante analisar a emissão estelar com a alta resolução espacial do HST. Em ESO 208 G-21 e em NGC 4546, a modelagem pode ser aplicada, já que há imagens do HST disponível para ambos os objetos (figuras 4.2a e 4.2b) e devem ser analisadas em um futuro trabalho.

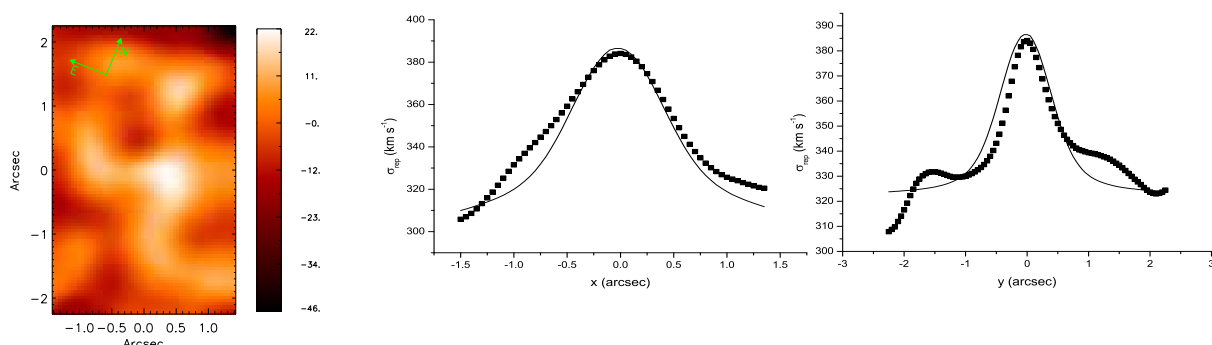


Figura 9.3: Esquerda: Mapa da diferença entre os valores de V_{RMS} e $\overline{v_{los}^2}$; centro e direita: perfis dos mapas apresentados figura 9.2 ao longo dos eixo x (centro) e y (direita), passando pelo centro do campo de visada. Nestes gráficos, os quadrados correspondem aos valores observados da V_{RMS} , enquanto as linhas são referentes aos valores calculados de $\overline{v_{los}^2}$ para IC 1459.

Comentários sobre cada galáxia da amostra

10.1 ESO 208 G - 21

As linhas em emissão de $H\alpha$ e $[N II]\lambda\lambda 6548; 6583$ desta galáxia já haviam sido detectadas por [Phillips et al. \(1986\)](#). As imagens do HST revelaram a presença de gás ionizado na região central da galáxia, compatível com os resultados relatados por [Martel et al. \(2004\)](#). A Tomografia PCA revelou correlações entre as linhas em emissão de $[N II]$, $H\alpha$ e $[S II]$ e o contínuo no vermelho, associados a um objeto puntiforme. A não detecção das linhas no azul ou mesmo da linha de $[O I]\lambda 6300$ com a Tomografia PCA é devido à baixa luminosidade do AGN desta galáxia. Contudo, tais linhas foram detectadas no espectro da região nuclear, extraído do cubo de gás desta galáxia. A região nuclear possui $E(B-V) \sim 0$, o que implica que o contínuo avermelhado detectado no autovetor correspondente ao AGN desta galáxia seja devido ao ‘featureless continuum’ da fonte central. Classificamos esta galáxia como um LINER 1. Aliás, de todas as galáxias cuja componente larga das linhas de $H\alpha$ e $H\beta$ foi detectada, ESO 208 G-21 foi o único objeto no qual não detectamos uma componente larga no duplete de $[O I]$.

O espectro do gás circumnuclear deste objeto também possui razões de linhas típicas de LINERs e está em uma forma de disco de gás. A característica cinemática desta componente foi detectada tanto com a Tomografia PCA como com os mapas da velocidade radial. A emissão da componente de gás circumnuclear deste objeto está entre as mais baixas da amostra. A largura equivalente da linha de $H\alpha$, tanto na região nuclear como ao longo do disco é pequena, atingindo um pico de 3\AA no centro e decrescendo para 1.5\AA ao longo do disco e para valores menores do que 1\AA na direção perpendicular. Uma peculiaridade deste objeto é o mapa correspondente às regiões de alta densidade (HD).

Neste mapa, geralmente são detectadas as regiões nucleares, porém, no caso de ESO 208 G-21, o pico dessa emissão não corresponde à posição do objeto puntiforme detectado na imagem da linha de [O I] λ 6300. Não sabemos ao certo porque isto ocorre e um estudo mais detalhado deve ser feito nesta galáxia para se entender a natureza das regiões de HD em sua região nuclear. Uma das hipóteses é que duas estruturas ligeiramente extensas (as quais também não interpretamos suas naturezas), detectadas no mapa das densidades eletrônicas com $n_e \sim 200 \text{ cm}^{-3}$, estejam deslocando a centroide do objeto detectado no mapa de HD. Outra hipótese é que efeitos de extinção de poeira podem ser diferentes nas regiões que emitem a linha de [S II] em relação às regiões que emitem a linha de [O I].

Um disco estelar nesta região também foi detectado, em corrotação com a componente de gás. A quantidade de momento angular da componente estelar na região central deste objeto é a mais importante dentre as galáxias da amostra.

10.2 IC 1459

O AGN da galáxia IC 1459 já era previamente conhecido (ver discussão na seção 5.1). A Tomografia PCA detectou, além do AGN, o disco de gás e o ‘core’ estelar, cujas componentes também já foram relatadas na literatura. Seu AGN está entre os mais luminosos da amostra, juntamente com NGC 4546. Detectamos a componente larga nas linhas de H α e de H β desta galáxia, além de ser o caso mais evidente de componente larga no dubleto de [O I]. Classificamos esta galáxia como um LINER 1.

O espectro da componente de gás circumnuclear revelou razões de linhas típicas de LINERs. A cinemática desta componente apresenta importantes desvios de uma curva kepleriana, cujas causas devem corresponder a efeitos não gravitacionais agindo nesta componente (e.g. ‘outflows’), o que já havia sido proposto por Cappellari et al. (2002). Nas imagens do HST, a natureza azul do LINER e a estrutura de poeira em formato de ‘sinal de integral’, já anteriormente propostos por Carollo et al. (1997), foram confirmadas, além de uma emissão extensa de gás.

Confirmamos que, nesta região de IC 1459, o disco de gás e o ‘core’ estelar estão em contra-rotação, tanto com a Tomografia PCA como com os mapas das velocidades radiais de ambas as componentes. Os parâmetros que representam a rotação estelar revelam que IC 1459 possui um momento angular importante na sua região central. Entretanto, é um

caso evidente de que não podemos classificar galáxias como rotores rápidos ou lentos com dados somente da componente estelar de regiões circumnucleares destes objetos, uma vez que, em IC 1459, medimos essencialmente um ‘core’ estelar que está em contra-rotação com as regiões mais externas deste objeto (ver referências na seção 5.1). Contudo, mostramos que este ‘core’ estelar possui uma quantidade importante de momento angular em uma escala de centenas de pc do núcleo (apenas IC 5181 e NGC 4546 possui valores de (V/σ) e λ_R^* comparáveis).

Esta foi a única galáxia na qual estudamos a dinâmica estelar em sua região central, já que ela possui o maior raio de influência (em segundos de arco) do buraco negro central dentre os objetos da amostra. Utilizando-se a solução das equações de Jeans proposta por Cappellari (2008), encontramos valores de M/L_I entre 3.3 e 3.5, uma inclinação do ‘core’ estelar entre 61° e 64° e a massa do buraco negro central entre $2.5 \times 10^9 M_\odot$ e $3.3 \times 10^9 M_\odot$. Todos estes resultados são compatíveis com os encontrados por Cappellari et al. (2002) usando o método de Schwarzschild.

10.3 IC 5181

A presença de linhas em emissão na região central de IC 5181 foi relatada por Phillips et al. (1986). Com a Tomografia PCA e com o espectro de gás da região nuclear, confirmamos a natureza de LINER do tipo 1 nesta galáxia, já que a componente larga nas linhas de $H\alpha$ e $H\beta$ é detectada. A componente larga também está presente no dubleto de [O I].

A emissão do gás circumnuclear de IC 5181 é bastante peculiar em relação às demais galáxias da amostra, embora suas razões de linha também sejam típicas de LINERs. A cinemática desta componente não está no mesmo plano de rotação da componente estelar na região central deste objeto (na verdade, estes planos são aproximadamente perpendiculares). Os mapas das larguras equivalentes das linhas de [N II] e de $H\alpha$ revelam uma estrutura de ‘sinal de integral’ na emissão circumnuclear de gás. É provável que, neste objeto, haja uma co-existência de um disco de gás com um cone de ionização, que deve resultar no formato desta região (ver discussão na seção 7.5).

A componente estelar em rotação deve estar em um formato de disco estelar na região circumnuclear de IC 5181, com uma quantidade de rotação comparável às galáxias IC 1459 e NGC 4546 dentro desta região.

10.4 NGC 1380

NGC 1380 está localizada perto do centro do aglomerado de Fornax, a nordeste da galáxia NGC 1399, também presente nesta amostra. [Phillips et al. \(1986\)](#) e [Annibali et al. \(2010\)](#) caracterizaram esta galáxia como um LINER. Entretanto, NGC 1380 parece conter 3 AGNs em sua região central. Três objetos puntiformes são detectados na imagem de $(H\alpha+[N II])/I$ do HST. Dois destes AGNs estão localizados próximos à região mais central desta galáxia (na verdade, um deles está exatamente no centro do bojo). Eles possuem uma separação de $0.2''$, o que impossibilitou resolvê-los espacialmente no cubo de gás deste objeto. O espectro extraído do cubo de gás, na posição destes dois AGNs, revela razões de linhas típicas de LINERs. O terceiro AGN está localizado à $0.7''$ ao sul dos outros dois AGNs e é detectado nos perfis ao longo do disco de gás da razão $[N II]/H\alpha$, da largura equivalente de $[N II]$ e do fluxo das regiões de HD, além de ser visto claramente nos mapas destes dois últimos parâmetros. Seu espectro também mostra linhas em emissão típicas de um LINER. Os 3 AGNs são do tipo 2, já que não detectamos componentes largas em nenhuma linha em emissão destes objetos. Além dos 3 AGNs, detectamos também duas regiões H II na região central de NGC 1380.

Na região dos dois AGNs localizados no centro do bojo de NGC 1380, a extinção por poeira é uma das mais altas entre as galáxias da amostra, comparável apenas com a região nuclear de NGC 3136, cuja galáxia também aparenta possuir múltiplos AGNs. Isto foi detectado com a Tomografia PCA, onde o autovetor 2 revelou correlações entre as linhas em emissão e a parte vermelha do contínuo, embora não seja possível, neste caso, diferenciar quantitativamente a contribuição da extinção da poeira com a emissão intrínseca dos dois AGNs. Uma faixa estreita de poeira é detectada com a imagem V-I do HST na região dos dois AGNs centrais, além de um disco de poeira, possivelmente associado ao disco estelar externo desta galáxia.

Além dos AGNs e das regiões H II, NGC 1380 possui um disco de gás em corotação com um disco estelar em sua região central. Aliás, a cinemática estelar parece ser bastante afetada pela presença de 3 buracos negros supermassivos. O espectro extraído da região circumnuclear desta galáxia revelou razões de linhas típicas de LINERs, embora, neste caso, o terceiro AGN e as duas regiões H II estejam contaminando a emissão de linhas desta região.

10.5 NGC 1399

NGC 1399 é a galáxia central do aglomerado de Fornax. [O'Connell et al. \(2005\)](#) detectaram evidências de AGN em observações do HST no ultra-violeta desta galáxia. Posteriormente, [Shurkin et al. \(2008\)](#), em observações feitas em raios-x e em rádio, mostraram que jatos originados por um AGN podem ter criado uma cavidade no gás quente localizado na sua região central. As linhas em emissão de [N II] e de $H\alpha$ foram detectadas apenas no espectro de gás correspondente à região nuclear desta galáxia. A emissão nuclear destas linhas também é revelada em imagens do HST. A Tomografia PCA não detectou nenhuma linha em emissão, provavelmente porque a variância correspondente aos erros estatísticos do espectro são semelhantes ou maiores que a variância causada pelas linhas em emissão. De fato, o AGN de NGC 1399 é o menos luminoso da amostra. Embora a medida dos fluxos das linhas tenha sido feita em um espectro com baixo sinal/ruído, a luminosidade bolométrica estimada para este AGN é compatível com a sua luminosidade em raio-x (ver seção 6.2.5). Comparando-se a razão [N II]/ $H\alpha$ com os baixos valores de luminosidade bolométrica e de razão de Eddington possivelmente classifica a emissão nuclear de NGC 1399 como um LINER 2. O baixo valor da largura equivalente da linha de $H\alpha$ medido para NGC 1399 ($EW(H\alpha) \sim 0.06\text{\AA}$) deve indicar que grande parte da energia liberada pelo AGN deve ser mecânica, e não luminosa, cujo cenário é compatível com os jatos em rádio mostrados por [Shurkin et al. \(2008\)](#).

Não detectamos emissão de gás circumnuclear nesta galáxia. Em relação à cinemática estelar em sua região central, não há componente estelar em rotação. O mapa da dispersão de velocidades mostra um pico bem definido. Aliás, o valor médio da dispersão de velocidades desta galáxia é o maior da amostra, implicando que ela deva ser também a mais massiva. Este resultado faz sentido, já que NGC 1399 é a galáxia central do aglomerado de Fornax. A elipsidade desta galáxia é baixa no seu raio efetivo, o que deve indicar que, mesmo em escalas maiores, não deve haver uma rotação estelar importante em NGC 1399.

10.6 NGC 1404

Na literatura, não há confirmação alguma de que NGC 1404 possua um AGN. Contudo, [Grier et al. \(2011\)](#) detectaram uma fonte puntiforme em raios-x, com $L_{0.3-8keV} \sim 10^{40}$ erg

s^{-1} . Eles alegaram que este valor é provável para um AGN de baixa luminosidade. Nós detectamos as linhas de $\text{H}\alpha$ e de $[\text{N II}]$ no espectro de gás correspondente à região nuclear desta galáxia. A luminosidade bolométrica estimada para este AGN também é compatível com a sua luminosidade em raios-x (ver seção 6.2.5). Propomos que NGC 1404 possua um AGN do tipo LINER 2, baseado na razão $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ e nos baixos valores de luminosidade bolométrica e de razão de Eddington correspondente ao seu núcleo. Aliás, a L_{bol} desta galáxia é da mesma ordem do que a estimada para NGC 1399, o que provavelmente deve justificar a não detecção das linhas em emissão presentes em NGC 1404 com o método da Tomografia PCA.

Esta galáxia também não possui emissão circumnuclear de gás. Entretanto, há uma rotação estelar cujo pico de velocidade radial é de $\sim 20 \text{ km s}^{-1}$. Tal rotação foi detectada pela Tomografia PCA, além de ser observada no mapa das velocidades radiais de NGC 1404 e também no mapa do parâmetro de Hermite h_3 . Outro fato curioso é que somente esta galáxia na amostra revelou um ‘sigma drop’ no mapa de dispersão de velocidades estelar. Como não há evidências de formação estelar recente nesta região de NGC 1404, uma possível interpretação para o ‘sigma drop’ é a presença de um sistema binário de buracos negros massivos (Meiron e Laor, 2010), embora não tenhamos analisado esta hipótese mais profundamente.

Com imagens do HST nas bandas V e I, detectamos uma estrutura extensa de poeira localizada $0.4''$ ao norte da região central desta galáxia. Além disso, detectamos também um objeto puntiforme azul localizado $0.7''$ a sudeste do centro. Tal objeto não deve corresponder ao AGN proposto por nós nesta tese. Tanto a estrutura de poeira como o objeto puntiforme azul não foram detectados com a Tomografia PCA aplicada no cubo de dados de NGC 1404.

10.7 NGC 2663

As linhas em emissão de $\text{H}\alpha$ e $[\text{N II}]\lambda\lambda 6548; 6583$ desta galáxia foram relatadas por Phillips et al. (1986). Slee et al. (1994) detectaram um núcleo compacto em rádio em NGC 2663, provavelmente associado a um AGN. Nós confirmamos as linhas em emissão, tanto no autoespectro 2, resultante da Tomografia PCA, como no espectro de gás da região nuclear, extraído do cubo de gás. Detectamos a componente larga nas linhas de $\text{H}\alpha$, $\text{H}\beta$ e,

também, no duplete de [O I]. Segundo suas razões de linha, este AGN pode ser classificado como um LINER 1.

Embora nós detectamos a cinemática de uma componente de gás nesta galáxia, o perfil do fluxo da linha de $H\alpha$ revelou que a emissão desta galáxia está confinada dentro da região delimitada pela PSF do cubo de gás. Não é possível afirmar se esta cinemática corresponde a um disco de gás ou a um cone de ionização. Provavelmente, NGC 2663 não possui uma emissão circumnuclear importante. Na verdade, apenas as linhas de $H\alpha$ e de [S II] foram detectadas no espectro desta região, o que impossibilita uma classificação mais precisa para a componente do gás na região circumnuclear de NGC 2663.

Esta galáxia não possui um disco de rotação estelar, tão pouco um pico bem determinado no mapa da dispersão de velocidades. Aliás, os parâmetros globais correspondentes à cinemática estelar de NGC 2663 possuem valores comparáveis aos das galáxias NGC 1380 e NGC 3136, onde há mais do que um buraco negro supermassivo. Isto pode implicar que NGC 2663 tenha um segundo buraco negro. Outra evidência é que o mapa das regiões de HD é alongado na direção da cinemática detectada para a componente do gás. Inclusive, a cinemática do gás detectada pode corresponder aos dois AGNs em rotação. Entretanto, isso são apenas especulações, já que, se houver um segundo AGN, a resolução espacial do cubo de gás não é suficiente para se resolver os dois objetos.

10.8 NGC 3136

[Annibali et al. \(2010\)](#) definiram NGC 3136 como sendo um LINER, embora classificá-la como uma Seyfert seria consistente com seus erros. Na verdade, esta galáxia parece ter mais de uma fonte de fotoionização em sua região central. A Tomografia PCA detectou dois objetos puntiformes em rotação. Nos mapas de fluxo, as regiões onde se encontram estes dois objetos são vistas como uma emissão extensa alongada em $\sim 1''$ na direção nordeste (lembrando que a PSF desta galáxia é de $\sim 0.7''$). Na imagem de $(H\alpha+[N II])/I$ do HST, é possível verificar os dois objetos puntiformes detectados com a Tomografia PCA, além de mais dois objetos compactos a sudeste do núcleo, os quais devem corresponder a uma das emissões extensas detectadas nos mapas das larguras equivalentes das linhas de [N II] e de $H\alpha$, e um outro objeto localizado a sudoeste do núcleo, também detectado com os mapas das larguras equivalentes das linhas de [N II] e de $H\alpha$. Todos estes objetos possuem razões

de linhas típicas de LINERs. Embora tenha sido proposto que estes objetos correspondem a 2 AGNs (objetos 1 e 2)¹ e 3 regiões H II (objetos 3, 4 e 5), não é possível afirmar quais são suas reais naturezas, já que tais interpretações não são compatíveis com os mapas das regiões de alta e baixa densidade, bem como o mapa das densidades eletrônicas. Todos os cinco objetos possuem um alto valor de $E(B-V)$. De fato, a imagem V-I do HST revelou uma estrutura extensa de poeira na linha de visada de todos os objetos.

Há uma emissão extensa de gás, cuja cinemática parece corresponder a uma mistura de disco de gás com cone de ionização. Esta cinemática foi detectada tanto com a Tomografia PCA como com o mapa das velocidades radiais do gás. Já em relação às cinemáticas estelares, embora a Tomografia PCA tenha detectado uma estrutura com uma possível rotação, os mapas das velocidades radiais estelares não confirmam tal tendência. Comparando-se os parâmetros globais da cinemática estelar de NGC 3136, este objeto possui tais valores semelhantes às galáxias NGC 1380 e NGC 2663, sendo que a primeira possui 3 AGNs confirmados. Tal resultado é compatível com a hipótese de que NGC 3136 tenha, ao menos, dois AGNs.

10.9 NGC 4546

Galletta (1987) relatou a presença de linhas em emissão na região central deste objeto. A figura 4 de Sarzi et al. (2010) revelou que um AGN deve ser responsável pela emissão da linha de $H\beta$ em um raio nuclear de aproximadamente $2''$, cujo valor corresponde à PSF dos cubos de dados analisados por estes autores. A Tomografia PCA detectou linhas em emissão correspondentes ao AGN desta galáxia. O espectro da região nuclear, extraído do cubo de gás de NGC 4546, também revelou tais linhas em emissão. Detectamos componentes largas nas linhas de $H\alpha$, $H\beta$ e no duplete de $[O I]$. Segundo as razões de linhas, esta galáxia está no limite de distinção entre Seyferts e LINERs. Junto com IC 1459, possui um dos AGNs mais luminosos da amostra, inclusive sendo a maior razão de Eddington, o que deve justificar o maior grau de ionização desta galáxia em relação aos demais objetos da amostra.

Embora as componentes estelares e de gás não estejam rotacionando no mesmo plano, em NGC 4546, de uma certa maneira, ambas as componentes deve estar sob a forma

¹ ver figura 7.14 para a identificação dos objetos

de um disco de rotação. A componente de gás circumnuclear possui razões de linhas típicas de LINERs. A componente estelar possui uma rotação importante dentro da região circumnuclear. Esta rotação se estende para as regiões mais externas da galáxia, de acordo com [Emsellem et al. \(2007\)](#). Aliás, estes autores classificaram este objeto como um rotor rápido.

10.10 NGC 7097

Os cinco primeiros autovetores da Tomografia PCA aplicada ao cubo de dados de NGC 7097 foram analisados em [Ricci et al. \(2011\)](#), onde concluiu-se que o LINER desta galáxia é detectado diretamente na sua linha de visada e na reflexão de sua luz pelo cone de ionização (ver figura 7.16 e o artigo acima no apêndice B). [Slee et al. \(1994\)](#) detectaram uma fonte compacta em rádio na região nuclear de NGC 7097, provavelmente associada a um AGN. No espectro do gás correspondente à região nuclear desta galáxia, detectamos componentes largas nas linhas de $H\alpha$, $H\beta$ e no dubleto de $[O\ I]$. Segundo as razões de linha deste espectro, o núcleo de NGC 7097 pode ser classificado como um LINER 1. Na região nuclear, $E(B-V) \sim 0$. Assim como em ESO 208 G-21, o contínuo avermelhado detectado no autovetor correspondente ao AGN desta galáxia deve ser proveniente do ‘featureless continuum’ da fonte central.

As componentes estelares e de gás na região circumnuclear estão em contra-rotação, cujo resultado é compatível com o que foi encontrado por [Caldwell et al. \(1986\)](#). Entretanto, as velocidades máximas atingidas pela rotação estelar são da ordem de 40 km s^{-1} , tanto na parte circumnuclear como nas regiões mais externas desta galáxia ([Caldwell et al., 1986](#)). No espectro correspondente à emissão circumnuclear de gás desta galáxia, suas razões de linhas são típicas de LINERs.

Conclusões gerais e perspectivas

Nesta tese, analisamos a região central de uma amostra de 10 galáxias ETGs massivas utilizando dados obtidos com a espectroscopia de campo integral do GMOS. Com uma amostragem espacial de $0.2''$, a resolução ficou limitada ao ‘seeing’ que, aliada à excelente qualidade óptica dos telescópios Gemini, permitiu que estudássemos em detalhes as regiões nucleares e circumnucleares (escalas de ~ 100 pc, correspondente à NLR) destas galáxias.

Na análise dos dados empregada nesta tese, utilizamos uma série de metodologias complementares. Com a Tomografia PCA, detectamos AGNs em 8 das 10 galáxias da amostra, revelando que as razões das linhas em emissão são típicas de LINERs e estão confinadas às regiões nucleares das galáxias da amostra. Além disso, detectamos emissão de gás circumnuclear com características cinemáticas de discos ou cones de ionização, bem como de discos estelares, das análises de linhas em absorção. Não foi possível detectar qualquer emissão nuclear nas galáxias NGC 1399 e NGC 1404 com a técnica da Tomografia PCA.

Com o objetivo de se analisar as linhas fracas, bem como caracterizar a cinemática e razões de linhas com mais precisão, realizamos uma cuidadosa síntese espectral em todos os spaxels de cada cubo de dados. Os espectros sintéticos foram subtraídos e, assim, foi possível detectar características inéditas relacionadas às linhas em emissão do gás. Com esta metodologia, detectamos as linhas em emissão nas galáxias NGC 1399 e NGC 1404, cujas larguras equivalentes da linha de $H\alpha$ são de $\sim 0.06 \pm 0.01 \text{ \AA}$ e $0.24 \pm 0.03 \text{ \AA}$, respectivamente. Como sub-produto da síntese espectral, também se obtém informações importantíssimas sobre a arqueologia estelar que, por não fazerem parte do escopo desta tese, encontram-se no apêndice [A](#).

Analisamos, também, a LOSVD via técnicas de ajuste pixel a pixel que fornecem os mo-

mentos de Gauss-Hermite, com o que se pode fazer um estudo detalhado sobre a cinemática estelar da região nuclear do bojo.

Por outro lado, a Tomografia PCA é capaz de revelar fenômenos difíceis de serem detectados com as metodologias de análise utilizadas nos capítulos 6, 7 e 8. O melhor exemplo é o caso de NGC 7097, onde a Tomografia PCA revelou, além do seu AGN e do disco de gás, um cone de ionização que reflete a luz do AGN na direção da nossa linha de visada (ver figura 7.16 e Ricci et al. 2011 no apêndice B). Neste caso, a reflexão do AGN só pode ser confirmada através da espectro-polarimetria da região central de NGC 7097, o que é difícil, dado o grau de diluição da luz refletida.

As conclusões gerais mais importantes desta tese são:

- Detectamos AGNs nas 10 galáxias da amostra. Em todos os casos, estes objetos podem ser classificados como LINERs.
- Em seis galáxias, detectamos componentes largas nas linhas de $H\alpha$ e de $H\beta$ nos espectros nucleares do gás, após a subtração cuidadosa da componente estelar, o que classifica estas galáxias como LINERs 1. Todas as componentes largas apresentam um ‘redshift’ apreciável com relação às linhas estreitas e interpretamos isso como ‘redshift’ gravitacional.
- Das 6 galáxias classificadas como LINER 1, em cinco foram detectadas componentes largas também no dubleto de $[O\ I]\lambda\lambda 6300; 6363$, o que nos parece um resultado inédito e, por isso, de grande importância. Confirmamos que tal componente também é originada nas regiões nucleares destas galáxias. Tal característica sugere que, dadas as densidades críticas da transição de $[O\ I]$ ($n_c \sim 1.8 \times 10^6\text{ cm}^{-3}$ - Peterson 1997) e de $[O\ III]\lambda 5007$ ($n_c \sim 7 \times 10^5\text{ cm}^{-3}$ - Osterbrock e Ferland 2006) a densidade eletrônica em BLRs de LINERs seja da ordem de 10^6 cm^{-3} , cujo resultado é 3 ordens de grandeza menor do que é proposto para galáxias Seyfert ($n_e \sim 10^9\text{ cm}^{-3}$ Peterson 1997; Osterbrock e Ferland 2006).
- Emissão do gás circumnuclear foi detectada em 8 galáxias da amostra. Em 6 dessas galáxias, estas componentes estão sob forma de um disco de gás. Em uma delas (IC 5181), embora haja um disco de gás evidente, um cone de ionização parece estar presente nas suas partes mais internas. Em NGC 3136, provavelmente a emissão

circumnuclear é um cone de ionização. Em NGC 2663, não foi possível caracterizar precisamente sua emissão circumnuclear, apesar de estar claro que ela existe.

- A emissão circumnuclear de 7 galáxias pode ser classificada como LINER. Em NGC 2663, não foi possível classificar sua emissão, já que não foi possível determinar a razão das linhas de $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$. Em todos os casos, os AGNs centrais são suficientes para explicar a fotoionização destas regiões, embora, em alguns casos, possa haver uma contribuição de fótons ionizantes provenientes de estrelas do tipo pAGBs.
- Discos estelares em rotação foram detectados em 7 galáxias da amostra.
- Definimos um novo parâmetro cinemático estelar global, o ‘peakness’ do mapa de dispersão de velocidades; a comparação deste parâmetro com outros parâmetros globais relacionados com a rotação parece ser bastante útil no estudo da cinemática estelar da região nuclear e circumnuclear.

11.1 Perspectivas

A amostra de 10 galáxias E+S0 analisada nesta tese, além de ser limitada em número, não foi selecionada de forma objetiva; não é, pois, estatisticamente completa. Mesmo assim, foi possível desenvolver uma metodologia avançada que revelou uma série de resultados inéditos. Seria interessante avançar nessa pesquisa com as metodologias desenvolvidas e analisar uma amostra ao mesmo tempo maior e estatisticamente completa, de forma que se possa fazer análises estatísticas robustas.

Acreditamos que, analisando-se uma amostra maior e estatisticamente completa de galáxias massivas (ETGs ou não), com as metodologias empregadas nesta tese e em [Menezes \(2012\)](#), é possível responder, ou pelo menos avançar, a maior parte das questões levantadas na seção [2.5](#).

Com isto em mente, selecionamos uma amostra de galáxias do hemisfério sul ($\delta < 0^\circ$), fora do plano da Via Láctea ($|b| > 10^\circ$), limitada em magnitude ($B_T < 12.0$) e de alta massa ($\sigma > 200 \text{ km s}^{-1}$). Isto compõem uma amostra de 37 galáxias, selecionadas do catálogo Shapley-Ames ([Sandage e Tammann, 1981](#)); a maior parte (não todas) são ETGs.

O critério de $\sigma > 200 \text{ km s}^{-1}$ limita as massas dos buracos negros em $\log(M_{SMBH}/M_{\odot} > 8)$ (ver equação 1.3). Das 37 galáxias da amostra, 5 fazem parte da amostra estudada nesta tese. Uma foi analisada por [Menezes \(2012\)](#). Das outras, 17 já estão em fase de observação com o telescópio Gemini-Sul no semestre 2013A. As outras galáxias devem ser submetidas para o semestre de 2013B.

Referências Bibliográficas

- Allington-Smith J., Murray G., Content R., Dodsworth G., Davies R., Miller B. W., Jorgensen I., Hook I., Crampton D., Murowinski R., Integral Field Spectroscopy with the Gemini Multiobject Spectrograph. I. Design, Construction, and Testing, *PASP*, 2002, vol. 114, p. 892
- Annibali F., Bressan A., Rampazzo R., Zeilinger W. W., Vega O., Panuzzo P., Nearby early-type galaxies with ionized gas. IV. Origin and powering mechanism of the ionized gas, *A&A*, 2010, vol. 519, p. A40
- Antonucci R., Unified models for active galactic nuclei and quasars, *ARA&A*, 1993, vol. 31, p. 473
- Antonucci R. R. J., Miller J. S., Spectropolarimetry and the nature of NGC 1068, *ApJ*, 1985, vol. 297, p. 621
- Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects, *PASP*, 1981, vol. 93, p. 5
- Barth A. J., Filippenko A. V., Moran E. C., Polarized Broad-Line Emission from Low-Luminosity Active Galactic Nuclei, *ApJ*, 1999, vol. 525, p. 673
- Barth A. J., Shields J. C., LINER/HII “Transition” Nuclei and the Nature of NGC 4569, *PASP*, 2000, vol. 112, p. 753
- Bender R., Saglia R. P., Gerhard O. E., Line-of-Sight Velocity Distributions of Elliptical Galaxies, *MNRAS*, 1994, vol. 269, p. 785

- Binette L., Magris C. G., Stasińska G., Bruzual A. G., Photoionization in elliptical galaxies by old stars, *A&A*, 1994, vol. 292, p. 13
- Binney J., Rotation and anisotropy of galaxies revisited, *MNRAS*, 2005, vol. 363, p. 937
- Binney J., Tremaine S., *Galactic dynamics*. Princeton, NJ, Princeton University Press, 1987, 747 p., 1987
- Bönsch G., Potulski E., Measurement of the refractive index of air and comparison with modified Edlén's formulae, *Metrologia*, 1998, vol. 35, p. 133
- Bruzual G., Charlot S., Stellar population synthesis at the resolution of 2003, *MNRAS*, 2003, vol. 344, p. 1000
- Caldwell N., Kirshner R. P., Richstone D. O., Dynamics of the elliptical galaxy NGC 7097 measured from gas and stars, *ApJ*, 1986, vol. 305, p. 136
- Cappellari M., Efficient multi-Gaussian expansion of galaxies, *MNRAS*, 2002, vol. 333, p. 400
- Cappellari M., Measuring the inclination and mass-to-light ratio of axisymmetric galaxies via anisotropic Jeans models of stellar kinematics, *MNRAS*, 2008, vol. 390, p. 71
- Cappellari M., Bacon R., Bureau M., et al. The SAURON project - IV. The mass-to-light ratio, the virial mass estimator and the Fundamental Plane of elliptical and lenticular galaxies, *MNRAS*, 2006, vol. 366, p. 1126
- Cappellari M., Emsellem E., Parametric Recovery of Line-of-Sight Velocity Distributions from Absorption-Line Spectra of Galaxies via Penalized Likelihood, *PASP*, 2004, vol. 116, p. 138
- Cappellari M., Emsellem E., Bacon R., et al. The SAURON project - X. The orbital anisotropy of elliptical and lenticular galaxies: revisiting the $(V/\sigma, \epsilon)$ diagram with integral-field stellar kinematics, *MNRAS*, 2007, vol. 379, p. 418
- Cappellari M., Emsellem E., Krajnović D., et al. The ATLAS^{3D} project - VII. A new look at the morphology of nearby galaxies: the kinematic morphology-density relation, *MNRAS*, 2011, vol. 416, p. 1680

- Cappellari M., Verolme E. K., van der Marel R. P., Kleijn G. A. V., Illingworth G. D., Franx M., Carollo C. M., de Zeeuw P. T., The Counterrotating Core and the Black Hole Mass of IC 1459, *ApJ*, 2002, vol. 578, p. 787
- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction, *ApJ*, 1989, vol. 345, p. 245
- Carollo C. M., Franx M., Illingworth G. D., Forbes D. A., Ellipticals with Kinematically Distinct Cores: V-I Color Images with WFPC2, *ApJ*, 1997, vol. 481, p. 710
- Cid Fernandes R., Mateus A., Sodr e L., Stasińska G., Gomes J. M., Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - I. Spectral synthesis method, *MNRAS*, 2005, vol. 358, p. 363
- Cid Fernandes R., Stasińska G., Mateus A., Vale Asari N., A comprehensive classification of galaxies in the Sloan Digital Sky Survey: how to tell true from fake AGN?, *MNRAS*, 2011, vol. 413, p. 1687
- Cid Fernandes R., Stasińska G., Schlickmann M. S., Mateus A., Vale Asari N., Schoenell W., Sodr e L., Alternative diagnostic diagrams and the ‘forgotten’ population of weak line galaxies in the SDSS, *MNRAS*, 2010, vol. 403, p. 1036
- Cinzano P., van der Marel R. P., Observations and Dynamical Modelling of the e4 Galaxy NGC2974 - Evidence for an Embedded Stellar Disc, *MNRAS*, 1994, vol. 270, p. 325
- Coelho P., Bruzual G., Charlot S., Weiss A., Barbuy B., Ferguson J. W., Spectral models for solar-scaled and α -enhanced stellar populations, *MNRAS*, 2007, vol. 382, p. 498
- Cox T. J., Dutta S. N., Di Matteo T., Hernquist L., Hopkins P. F., Robertson B., Springel V., The Kinematic Structure of Merger Remnants, *ApJ*, 2006, vol. 650, p. 791
- Czerny B., Hryniewicz K., The origin of the broad line region in active galactic nuclei, *A&A*, 2011, vol. 525, p. L8
- de Bruyne V., Vauterin P., de Rijcke S., Dejonghe H., Realistic error estimates on kinematic parameters, *MNRAS*, 2003, vol. 339, p. 215

- de Vaucouleurs G., de Vaucouleurs A., Corwin Jr. H. G., Buta R. J., Paturel G., Fouque P., Third Reference Catalogue of Bright Galaxies, 1991
- de Zeeuw P. T., Bureau M., Emsellem E., Bacon R., Carollo C. M., Copin Y., Davies R. L., Kuntschner H., Miller B. W., Monnet G., Peletier R. F., Verolme E. K., The SAURON project - II. Sample and early results, *MNRAS*, 2002, vol. 329, p. 513
- Dekel A., Birnboim Y., Galaxy bimodality due to cold flows and shock heating, *MNRAS*, 2006, vol. 368, p. 2
- Elitzur M., Shlosman I., The AGN-obscuring Torus: The End of the “Doughnut” Paradigm?, *ApJ*, 2006, vol. 648, p. L101
- Emsellem E., Cappellari M., Krajnović D., et al. The SAURON project - IX. A kinematic classification for early-type galaxies, *MNRAS*, 2007, vol. 379, p. 401
- Emsellem E., Cappellari M., Krajnović D., et al. The ATLAS^{3D} project - III. A census of the stellar angular momentum within the effective radius of early-type galaxies: unveiling the distribution of fast and slow rotators, *MNRAS*, 2011, vol. 414, p. 888
- Emsellem E., Cappellari M., Peletier R. F., et al. The SAURON project - III. Integral-field absorption-line kinematics of 48 elliptical and lenticular galaxies, *MNRAS*, 2004, vol. 352, p. 721
- Emsellem E., Monnet G., Bacon R., The multi-gaussian expansion method: a tool for building realistic photometric and kinematical models of stellar systems I. The formalism, *A&A*, 1994, vol. 285, p. 723
- Eracleous M., Hwang J. A., Flohic H. M. L. G., An Assessment of the Energy Budgets of Low-Ionization Nuclear Emission Regions, *ApJ*, 2010a, vol. 711, p. 796
- Eracleous M., Hwang J. A., Flohic H. M. L. G., Spectral Energy Distributions of Weak Active Galactic Nuclei Associated with Low-Ionization Nuclear Emission Regions, *ApJS*, 2010b, vol. 187, p. 135
- Fabbiano G., Elvis M., Markoff S., Siemiginowska A., Pellegrini S., Zezas A., Nicastro F., Trinchieri G., McDowell J., The X-Ray-faint Emission of the Supermassive Nuclear Black Hole of IC 1459, *ApJ*, 2003, vol. 588, p. 175

- Faber S. M., Jackson R. E., Velocity dispersions and mass-to-light ratios for elliptical galaxies, *ApJ*, 1976, vol. 204, p. 668
- Faber S. M., Willmer C. N. A., Wolf et al. Galaxy Luminosity Functions to $z \sim 1$ from DEEP2 and COMBO-17: Implications for Red Galaxy Formation, *ApJ*, 2007, vol. 665, p. 265
- Falcón-Barroso J., Sánchez-Blázquez P., Vazdekis A., Ricciardelli E., Cardiel N., Cenarro A. J., Gorgas J., Peletier R. F., An updated MILES stellar library and stellar population models, *A&A*, 2011, vol. 532, p. A95
- Ferland G. J., Korista K. T., Verner D. A., Ferguson J. W., Kingdon J. B., Verner E. M., CLOUDY 90: Numerical Simulation of Plasmas and Their Spectra, *PASP*, 1998, vol. 110, p. 761
- Ferland G. J., Netzer H., Are there any shock-heated galaxies?, *ApJ*, 1983, vol. 264, p. 105
- Ferrarese L., Côté P., Dalla Bontà E., Peng E. W., Merritt D., Jordán A., Blakeslee J. P., Hasegan M., Mei S., Piatek S., Tonry J. L., West M. J., A Fundamental Relation between Compact Stellar Nuclei, Supermassive Black Holes, and Their Host Galaxies, *ApJ*, 2006, vol. 644, p. L21
- Ferrarese L., Ford H., Supermassive Black Holes in Galactic Nuclei: Past, Present and Future Research, *Space Sci. Rev.*, 2005, vol. 116, p. 523
- Ferrarese L., Merritt D., A Fundamental Relation between Supermassive Black Holes and Their Host Galaxies, *ApJ*, 2000, vol. 539, p. L9
- Filippenko A. V., The importance of atmospheric differential refraction in spectrophotometry, *PASP*, 1982, vol. 94, p. 715
- Filippenko A. V., Sargent W. L. W., A detailed study of the emission lines in the Seyfert 1 nucleus of M81, *ApJ*, 1988, vol. 324, p. 134
- Fisher D. B., Drory N., Bulges of Nearby Galaxies with Spitzer: Scaling Relations in Pseudobulges and Classical Bulges, *ApJ*, 2010, vol. 716, p. 942

- Franx M., Illingworth G. D., A counterrotating core in IC 1459, *ApJ*, 1988, vol. 327, p. L55
- Fukunaga K., *Statistical Pattern Recognition*. Second Edition, ACADEMIC PRESS INC., 1990
- Galletta G., Detection of retrograde gas streaming in the SB0 galaxy NGC 4546, *ApJ*, 1987, vol. 318, p. 531
- Gaskell C. M., What broad emission lines tell us about how active galactic nuclei work, *New A Rev.*, 2009, vol. 53, p. 140
- Gebhardt K., Bender R., Bower G., Dressler A., Faber S. M., Filippenko A. V., Green R., Grillmair C., Ho L. C., Kormendy J., Lauer T. R., Magorrian J., Pinkney J., Richstone D., Tremaine S., A Relationship between Nuclear Black Hole Mass and Galaxy Velocity Dispersion, *ApJ*, 2000, vol. 539, p. L13
- Gerhard O. E., Line-of-sight velocity profiles in spherical galaxies: breaking the degeneracy between anisotropy and mass., *MNRAS*, 1993, vol. 265, p. 213
- Gonzales R., Woods R., *Digital Image Processing*, 2008
- González-Martín O., Masegosa J., Márquez I., Guainazzi M., Jiménez-Bailón E., An X-ray view of 82 LINERs with Chandra and XMM-Newton data, *A&A*, 2009, vol. 506, p. 1107
- Goudfrooij P., de Jong T., Norgaard-Nielsen H. U., Hansen L., Jorgensen H. E., An extended disk of ionized gas in IC 1459, *A&A*, 1990, vol. 228, p. L9
- Graham A. W., Core Depletion from Coalescing Supermassive Black Holes, *ApJ*, 2004, vol. 613, p. L33
- Granato G. L., De Zotti G., Silva L., Bressan A., Danese L., A Physical Model for the Coevolution of QSOs and Their Spheroidal Hosts, *ApJ*, 2004, vol. 600, p. 580
- Grier C. J., Mathur S., Ghosh H., Ferrarese L., Discovery of Nuclear X-ray Sources in Sings Galaxies, *ApJ*, 2011, vol. 731, p. 60

- Gültekin K., Richstone D. O., Gebhardt K., Lauer T. R., Tremaine S., Aller M. C., Bender R., Dressler A., Faber S. M., Filippenko A. V., Green R., Ho L. C., Kormendy J., Magorrian J., Pinkney J., Siopis C., The M- σ and M-L Relations in Galactic Bulges, and Determinations of Their Intrinsic Scatter, *ApJ*, 2009, vol. 698, p. 198
- Halpern J. P., Steiner J. E., Low-ionization active galactic nuclei - X-ray or shock heated?, *ApJ*, 1983, vol. 269, p. L37
- Heckman T. M., An optical and radio survey of the nuclei of bright galaxies - Activity in normal galactic nuclei, *A&A*, 1980, vol. 87, p. 152
- Heckman T. M., Ptak A., Hornschemeier A., Kauffmann G., The Relationship of Hard X-Ray and Optical Line Emission in Low-Redshift Active Galactic Nuclei, *ApJ*, 2005, vol. 634, p. 161
- Ho L. C., Nuclear Activity in Nearby Galaxies, *ARA&A*, 2008, vol. 46, p. 475
- Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. L., A search for 'dwarf' Seyfert nuclei. 2: an optical spectral atlas of the nuclei of nearby galaxies, *ApJS*, 1995, vol. 98, p. 477
- Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. L. W., New Insights into the Physical Nature of LINERs from a Multiwavelength Analysis of the Nucleus of M81, *ApJ*, 1996, vol. 462, p. 183
- Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. L. W., A Search for "Dwarf" Seyfert Nuclei. III. Spectroscopic Parameters and Properties of the Host Galaxies, *ApJS*, 1997a, vol. 112, p. 315
- Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. L. W., A Search for "Dwarf" Seyfert Nuclei. VI. Properties of Emission-Line Nuclei in Nearby Galaxies, *ApJ*, 2003, vol. 583, p. 159
- Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. L. W., Peng C. Y., A Search for "Dwarf" Seyfert Nuclei. IV. Nuclei with Broad H alpha Emission, *ApJS*, 1997b, vol. 112, p. 391
- Holtzman J. A., Burrows C. J., Casertano S., Hester J. J., Trauger J. T., Watson A. M., Worthey G., The Photometric Performance and Calibration of WFPC2, *PASP*, 1995, vol. 107, p. 1065

- Hook I. M., Jørgensen I., Allington-Smith J. R., Davies R. L., Metcalfe N., Murowinski R. G., Crampton D., The Gemini-North Multi-Object Spectrograph: Performance in Imaging, Long-Slit, and Multi-Object Spectroscopic Modes, *PASP*, 2004, vol. 116, p. 425
- Hopkins P. F., Lauer T. R., Cox T. J., Hernquist L., Kormendy J., Dissipation and Extra Light in Galactic Nuclei. III. "Core" Ellipticals and "Missing" Light, *ApJS*, 2009, vol. 181, p. 486
- Hubble E. P., The classification of spiral nebulae, *The Observatory*, 1927, vol. 50, p. 276
- Jarrett T. H., Chester T., Cutri R., Schneider S. E., Huchra J. P., The 2MASS Large Galaxy Atlas, *AJ*, 2003, vol. 125, p. 525
- Jeong H., Yi S. K., Bureau M., Davies R. L., Falcón-Barroso J., van de Ven G., Peletier R. F., Bacon R., Cappellari M., de Zeeuw T., Emsellem E., Krajnović D., Kuntschner H., McDermid R. M., Sarzi M., van den Bosch R. C. E., The SAURON project - XIII. SAURON-GALEX study of early-type galaxies: the ultraviolet colour-magnitude relations and Fundamental Planes, *MNRAS*, 2009, vol. 398, p. 2028
- Jesseit R., Cappellari M., Naab T., Emsellem E., Burkert A., Specific angular momentum of disc merger remnants and the λ_R -parameter, *MNRAS*, 2009, vol. 397, p. 1202
- Kaspi S., Smith P. S., Netzer H., Maoz D., Jannuzi B. T., Giveon U., Reverberation Measurements for 17 Quasars and the Size-Mass-Luminosity Relations in Active Galactic Nuclei, *ApJ*, 2000, vol. 533, p. 631
- Kauffmann G., Heckman T. M., Tremonti C., Brinchmann J., Charlot S., White S. D. M., Ridgway S. E., Brinkmann J., Fukugita M., Hall P. B., Ivezić Ž., Richards G. T., Schneider D. P., The host galaxies of active galactic nuclei, *MNRAS*, 2003, vol. 346, p. 1055
- Kereš D., Katz N., Weinberg D. H., Davé R., How do galaxies get their gas?, *MNRAS*, 2005, vol. 363, p. 2
- Kewley L. J., Dopita M. A., Sutherland R. S., Heisler C. A., Trevena J., Theoretical Modeling of Starburst Galaxies, *ApJ*, 2001, vol. 556, p. 121

-
- Kewley L. J., Groves B., Kauffmann G., Heckman T., The host galaxies and classification of active galactic nuclei, *MNRAS*, 2006, vol. 372, p. 961
- Khochfar S., Silk J., Dry mergers: a crucial test for galaxy formation, *MNRAS*, 2009, vol. 397, p. 506
- Kim D.-W., Interstellar matter in early-type galaxies - Optical observations, *ApJ*, 1989, vol. 346, p. 653
- Kormendy J., Bender R., A Proposed Revision of the Hubble Sequence for Elliptical Galaxies, *ApJ*, 1996, vol. 464, p. L119
- Kormendy J., Bender R., A Revised Parallel-sequence Morphological Classification of Galaxies: Structure and Formation of S0 and Spheroidal Galaxies, *ApJS*, 2012, vol. 198, p. 2
- Kormendy J., Bender R., Cornell M. E., Supermassive black holes do not correlate with galaxy disks or pseudobulges, *Nature*, 2011, vol. 469, p. 374
- Kormendy J., Fisher D. B., Cornell M. E., Bender R., Structure and Formation of Elliptical and Spheroidal Galaxies, *ApJS*, 2009, vol. 182, p. 216
- Kormendy J., Kennicutt Jr. R. C., Secular Evolution and the Formation of Pseudobulges in Disk Galaxies, *ARA&A*, 2004, vol. 42, p. 603
- Krajnović D., Cappellari M., de Zeeuw P. T., Copin Y., Kinemetry: a generalization of photometry to the higher moments of the line-of-sight velocity distribution, *MNRAS*, 2006, vol. 366, p. 787
- Krajnović D., Emsellem E., Cappellari M., et al. The ATLAS^{3D} project - II. Morphologies, kinematic features and alignment between photometric and kinematic axes of early-type galaxies, *MNRAS*, 2011, vol. 414, p. 2923
- Krist J. E., Hook R. N., Stoehr F., , 2011 Technical report 20 years of Hubble Space Telescope optical modeling using Tiny Tim. Space Telescope Science Institute

- Kuntschner H., Emsellem E., Bacon R., Cappellari M., et al. The SAURON project - XVII. Stellar population analysis of the absorption line strength maps of 48 early-type galaxies, *MNRAS*, 2010, vol. 408, p. 97
- Lucy L. B., An iterative technique for the rectification of observed distributions, *AJ*, 1974, vol. 79, p. 745
- Malkan M. A., Sargent W. L. W., The ultraviolet excess of Seyfert 1 galaxies and quasars, *ApJ*, 1982, vol. 254, p. 22
- Martel A. R., Ford H. C., Bradley L. D., Tran H. D., Menanteau F., Tsvetanov Z. I., Illingworth G. D., Hartig G. F., Clampin M., Dust and Ionized Gas in Nine Nearby Early-Type Galaxies Imaged with the Hubble Space Telescope Advanced Camera for Surveys, *AJ*, 2004, vol. 128, p. 2758
- Meiron Y., Laor A., The stellar kinematic signature of massive black hole binaries, *MNRAS*, 2010, vol. 407, p. 1497
- Menezes R. B., Espectroscopia 3D de núcleo ativo de galáxias: tratamento e análise de dados no óptico e no infravermelho próximo, IAG-USP, 2012, Tese de Doutorado
- Menezes R. B., Steiner J. E., Ricci T. V., Collimation and Scattering of the Active Galactic Nucleus Emission in the Sombrero Galaxy, *ApJ*, 2013, vol. 765, p. L40
- Menezes R. B., Steiner J. E., Ricci T. V., Discovery of an H α Emitting Disk around the Supermassive Black Hole of M31, *ApJ*, 2013, vol. 762, p. L29
- Menezes R. B., Steiner J. E., Ricci T. V., Oliveira A. S., The Active Nucleus in NGC 4579. In IAU Symposium , vol. 267 of IAU Symposium, 2010, p. 123
- Mo H., van den Bosch F. C., White S., Galaxy Formation and Evolution. Cambridge University Press, 2010. ISBN: 9780521857932, 2010
- Naab T., Burkert A., Statistical Properties of Collisionless Equal- and Unequal-Mass Merger Remnants of Disk Galaxies, *ApJ*, 2003, vol. 597, p. 893

- Nagar N. M., Falcke H., Wilson A. S., Radio sources in low-luminosity active galactic nuclei. IV. Radio luminosity function, importance of jet power, and radio properties of the complete Palomar sample, *A&A*, 2005, vol. 435, p. 521
- Nenkova M., Sirocky M. M., Nikutta R., Ivezić Ž., Elitzur M., AGN Dusty Tori. II. Observational Implications of Clumpiness, *ApJ*, 2008, vol. 685, p. 160
- Nicastro F., Broad Emission Line Regions in Active Galactic Nuclei: The Link with the Accretion Power, *ApJ*, 2000, vol. 530, p. L65
- O'Connell R. W., Martin J. R., Crane J. D., Burstein D., Bohlin R. C., Landsman W. B., Freedman I., Rood R. T., UV/Optical Nuclear Activity in the gE Galaxy NGC 1399, *ApJ*, 2005, vol. 635, p. 305
- Oser L., Ostriker J. P., Naab T., Johansson P. H., Burkert A., The Two Phases of Galaxy Formation, *ApJ*, 2010, vol. 725, p. 2312
- Osterbrock D. E., Ferland G. J., Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei. 2nd. ed. by D.E. Osterbrock and G.J. Ferland. Sausalito, CA: University Science Books, 2006, 2006
- Panessa F., Bassani L., Cappi M., Dadina M., Barcons X., Carrera F. J., Ho L. C., Iwasawa K., On the X-ray, optical emission line and black hole mass properties of local Seyfert galaxies, *A&A*, 2006, vol. 455, p. 173
- Peterson B. M., An Introduction to Active Galactic Nuclei. An introduction to active galactic nuclei, Publisher: Cambridge, New York Cambridge University Press, 1997 Physical description xvi, 238 p. ISBN 0521473489, 1997
- Phillips M. M., Jenkins C. R., Dopita M. A., Sadler E. M., Binette L., Ionized gas in elliptical and S0 galaxies. I - A survey for H-alpha and forbidden N II emission, *AJ*, 1986, vol. 91, p. 1062
- Pogge R. W., Martini P., Hubble Space Telescope Imaging of the Circumnuclear Environments of the CfA Seyfert Galaxies: Nuclear Spirals and Fueling, *ApJ*, 2002, vol. 569, p. 624

- Prugniel P., Heraudeau P., Total magnitude, radius, colour indices, colour gradients and photometric type of galaxies, *A&AS*, 1998, vol. 128, p. 299
- Ricci T. V., Steiner J. E., Menezes R. B., NGC 7097: The Active Galactic Nucleus and its Mirror, Revealed by Principal Component Analysis Tomography, *ApJ*, 2011, vol. 734, p. L10+
- Richardson W. H., Bayesian-Based Iterative Method of Image Restoration, *Journal of the Optical Society of America (1917-1983)*, 1972, vol. 62, p. 55
- Riffel R., Riffel R. A., Ferrari F., Storchi-Bergmann T., Intermediate-age stars as the origin of low stellar velocity dispersion nuclear rings: the case of Mrk 1157, *MNRAS*, 2011, vol. 416, p. 493
- Sadler E. M., Jenkins C. R., Kotanyi C. G., Low-luminosity radio sources in early-type galaxies, *MNRAS*, 1989, vol. 240, p. 591
- Sánchez S. F., Kennicutt R. C., Gil de Paz A., et al. CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey. I. Survey presentation, *A&A*, 2012, vol. 538, p. A8
- Sandage A., Tammann G. A., Revised Shapley-Ames Catalog of Bright Galaxies. In Carnegie Inst. of Washington, Publ. 635; Vol. 0; Page 0 , 1981, p. 0
- Sargent W. L. W., Schechter P. L., Boksenberg A., Shortridge K., Velocity dispersions for 13 galaxies., *ApJ*, 1977, vol. 212, p. 326
- Sarzi M., Falcón-Barroso J., Davies R. L., Bacon R., Bureau M., Cappellari M., de Zeeuw P. T., Emsellem E., Fathi K., Krajnović D., Kuntschner H., McDermid R. M., Peletier R. F., The SAURON project - V. Integral-field emission-line kinematics of 48 elliptical and lenticular galaxies, *MNRAS*, 2006, vol. 366, p. 1151
- Sarzi M., Shields J. C., Schawinski K., et al. The SAURON project - XVI. On the sources of ionization for the gas in elliptical and lenticular galaxies, *MNRAS*, 2010, vol. 402, p. 2187
- Schnorr Müller A., Storchi-Bergmann T., Riffel R. A., Ferrari F., Steiner J. E., Axon D. J., Robinson A., Gas streaming motions towards the nucleus of M81, *MNRAS*, 2011, vol. 413, p. 149

- Scott N., Cappellari M., Davies R. L., et al. The SAURON Project - XIV. No escape from V_{esc} : a global and local parameter in early-type galaxy evolution, MNRAS, 2009, vol. 398, p. 1835
- Shakura N. I., Sunyaev R. A., Black holes in binary systems. Observational appearance., A&A, 1973, vol. 24, p. 337
- Shapiro K. L., Falcón-Barroso J., van de Ven G., et al. The SAURON project - XV. Modes of star formation in early-type galaxies and the evolution of the red sequence, MNRAS, 2010, vol. 402, p. 2140
- Shields G. A., Thermal continuum from accretion disks in quasars, Nature, 1978, vol. 272, p. 706
- Shields J. C., Rix H.-W., Sarzi M., Barth A. J., Filippenko A. V., Ho L. C., McIntosh D. H., Rudnick G., Sargent W. L. W., The Survey of Nearby Nuclei with the Space Telescope Imaging Spectrograph: Emission-Line Nuclei at Hubble Space Telescope Resolution, ApJ, 2007, vol. 654, p. 125
- Shurkin K., Dunn R. J. H., Gentile G., Taylor G. B., Allen S. W., Active galactic nuclei-induced cavities in NGC 1399 and NGC 4649, MNRAS, 2008, vol. 383, p. 923
- Skrutskie M. F., Cutri R. M., Stiening et al. The Two Micron All Sky Survey (2MASS), AJ, 2006, vol. 131, p. 1163
- Slee O. B., Sadler E. M., Reynolds J. E., Ekers R. D., Parsecscale Radio Cores in Early Type Galaxies, MNRAS, 1994, vol. 269, p. 928
- Sparks W. B., Wall J. V., Thorne D. J., Jordan P. R., van Breda I. G., Rudd P. J., Jorgensen H. E., Dust in elliptical galaxies, MNRAS, 1985, vol. 217, p. 87
- Starck J.-L., Murtagh F., Astronomical image and data analysis, 2002
- Stasińska G., Cid Fernandes R., Mateus A., Sodr e L., Asari N. V., Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - III. How to distinguish AGN hosts, MNRAS, 2006, vol. 371, p. 972

- Stasińska G., Vale Asari N., Cid Fernandes R., Gomes J. M., Schlickmann M., Mateus A., Schoenell W., Sodré Jr. L., Seagal Collaboration Can retired galaxies mimic active galaxies? Clues from the Sloan Digital Sky Survey, *MNRAS*, 2008, vol. 391, p. L29
- Steiner J. E., Menezes R. B., Ricci T. V., Oliveira A. S., Mapping low- and high-density clouds in astrophysical nebulae by imaging forbidden line emission, *MNRAS*, 2009a, vol. 396, p. 788
- Steiner J. E., Menezes R. B., Ricci T. V., Oliveira A. S., PCA Tomography: how to extract information from data cubes, *MNRAS*, 2009b, vol. 395, p. 64
- Thomas D., Maraston C., Bender R., Mendes de Oliveira C., The Epochs of Early-Type Galaxy Formation as a Function of Environment, *ApJ*, 2005, vol. 621, p. 673
- Tielens A. G. G. M., Interstellar Polycyclic Aromatic Hydrocarbon Molecules, *ARA&A*, 2008, vol. 46, p. 289
- Tonry J., Davis M., A survey of galaxy redshifts. I - Data reduction techniques, *AJ*, 1979, vol. 84, p. 1511
- van den Bergh S., A new classification system for galaxies, *ApJ*, 1976, vol. 206, p. 883
- Van der Marel R. P., Franx M., A new method for the identification of non-Gaussian line profiles in elliptical galaxies, *ApJ*, 1993, vol. 407, p. 525
- van Dokkum P. G., Cosmic-Ray Rejection by Laplacian Edge Detection, *PASP*, 2001, vol. 113, p. 1420
- Vazdekis A., Sánchez-Blázquez P., Falcón-Barroso J., Cenarro A. J., Beasley M. A., Cardiel N., Gorgas J., Peletier R. F., Evolutionary stellar population synthesis with MILES - I. The base models and a new line index system, *MNRAS*, 2010, vol. 404, p. 1639
- Veilleux S., Osterbrock D. E., Spectral classification of emission-line galaxies, *ApJS*, 1987, vol. 63, p. 295
- Verdoes Kleijn G. A., van der Marel R. P., Carollo C. M., de Zeeuw P. T., The Black Hole in IC 1459 from Hubble Space Telescope Observations of the Ionized Gas Disk, *AJ*, 2000, vol. 120, p. 1221

-
- Walcher C. J., Coelho P., Gallazzi A., Charlot S., Differential stellar population models: how to reliably measure $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\alpha/\text{Fe}]$ in galaxies, *MNRAS*, 2009, vol. 398, p. L44
- Yan R., Blanton M. R., The Nature of LINER-like Emission in Red Galaxies, *ApJ*, 2012, vol. 747, p. 61
- York D. G., Adelman J., Anderson Jr. J. E., et al. The Sloan Digital Sky Survey: Technical Summary, *AJ*, 2000, vol. 120, p. 1579

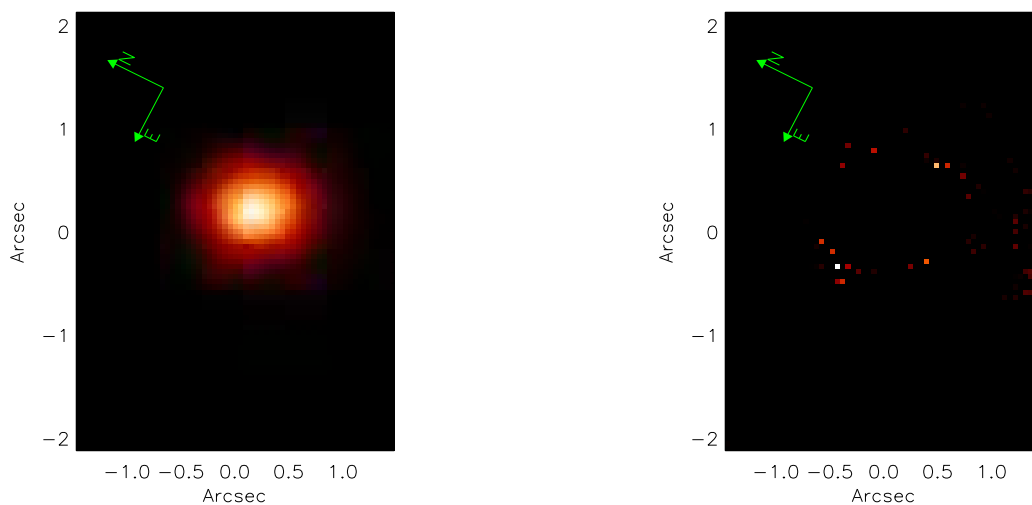
Apêndice

Apêndice A

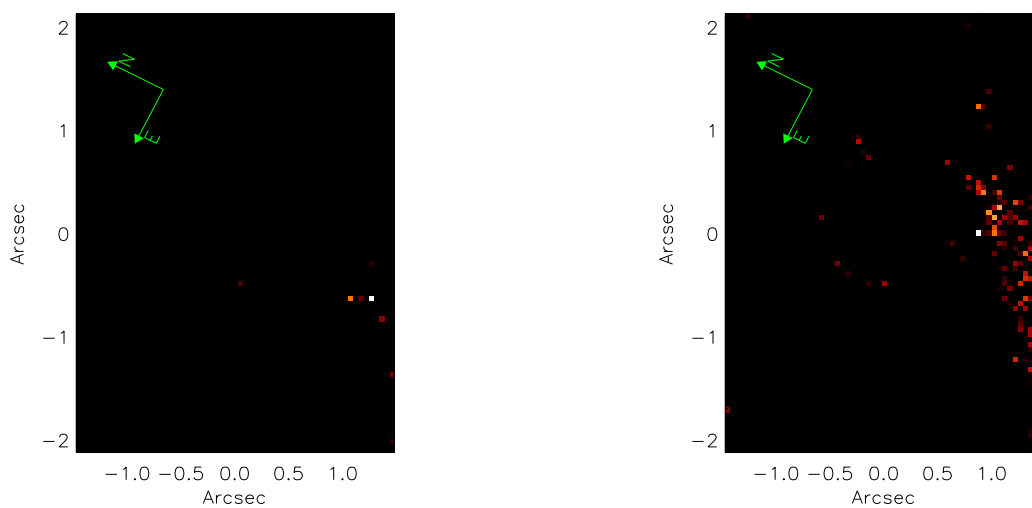
Resultados das populações estelares das galáxias da amostra

Neste apêndice são mostrados os mapas das populações estelares com 1×10^6 anos, 1×10^7 anos, 1×10^8 anos, 1×10^9 anos, 1×10^{10} anos, o mapa do avermelhamento estelar, os mapas com metalicidade $z = 0.0001, 0.0004, 0.004, 0.008, 0.02$ e 0.05 . Além dos mapas são mostrados gráficos mostrando a fração do fluxo de luz de cada população estelar da base de [Bruzual e Charlot \(2003\)](#) e também da base descrita por [Walcher et al. \(2009\)](#).

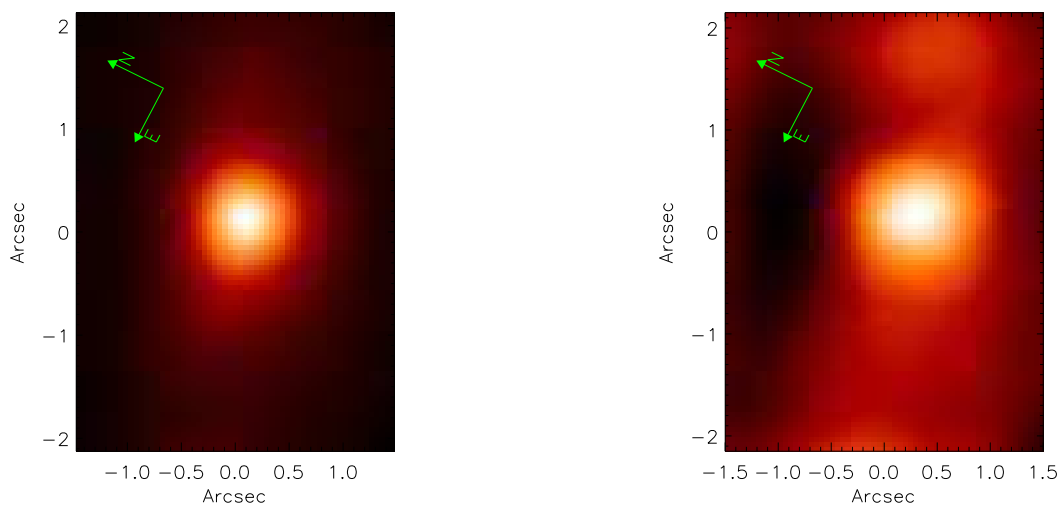
A.0.1 ESO 208 G-21



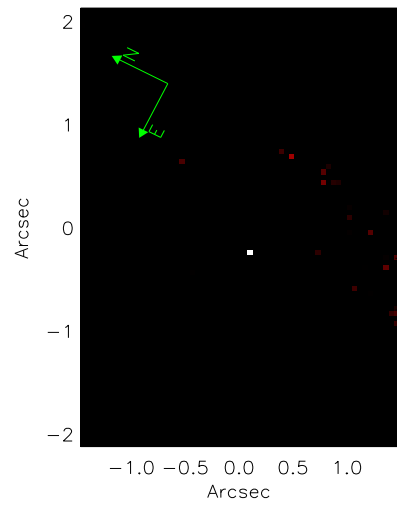
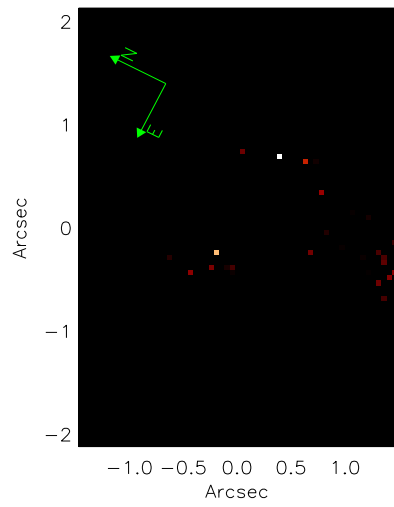
10^6 anos (esquerda) e 10^7 anos (direita)



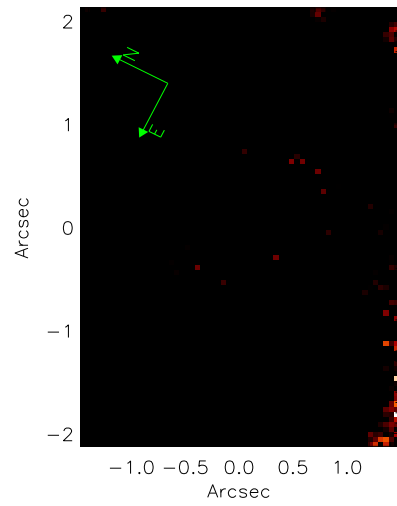
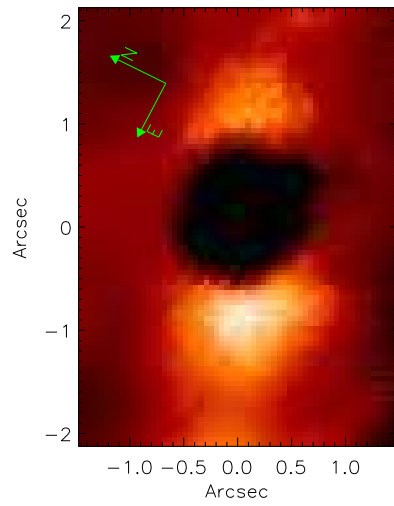
10^8 anos (esquerda) e 10^9 anos (direita)



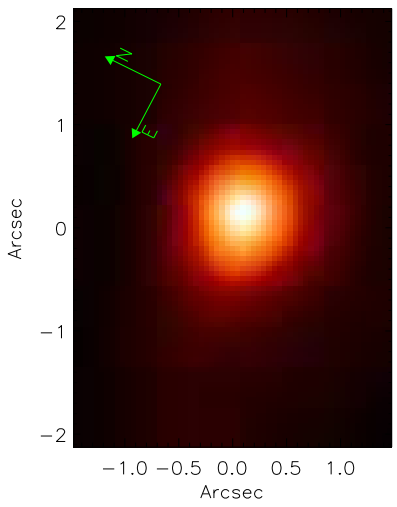
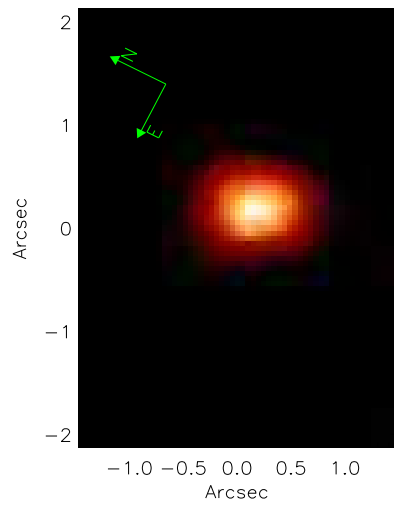
10^{10} anos (esquerda) e mapa de avermelhamento (direita).



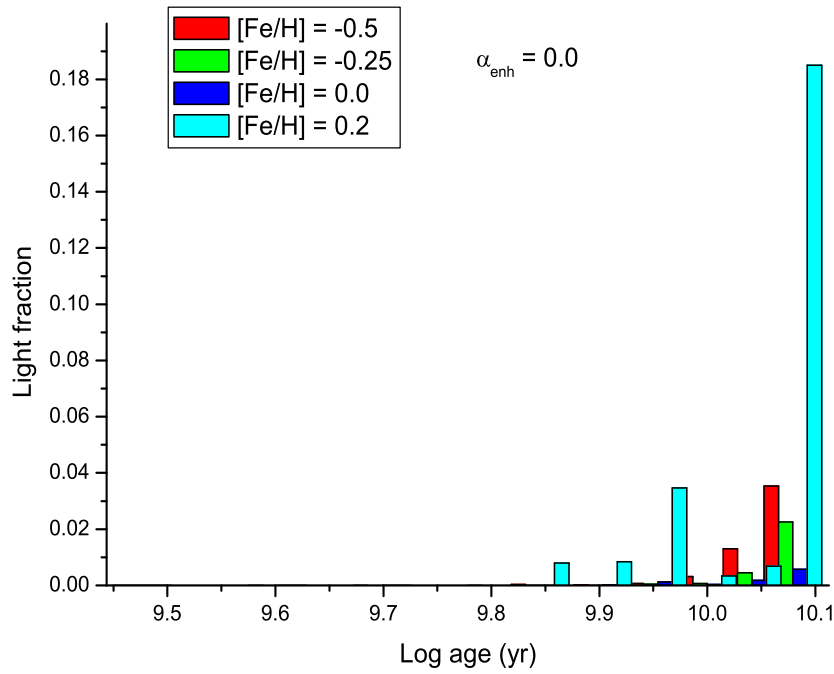
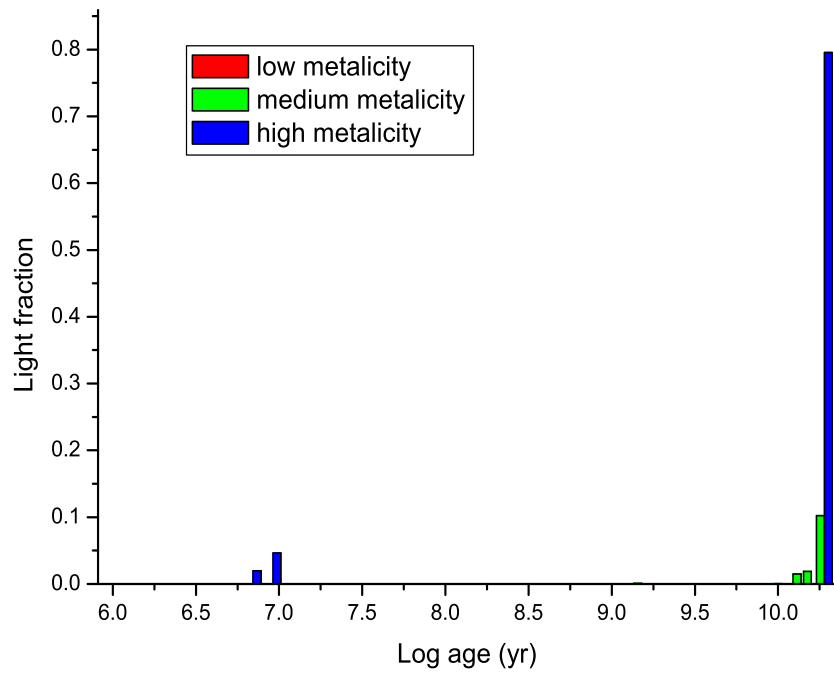
$z=0.0001$ (esquerda) e $z=0.0004$ (direita)

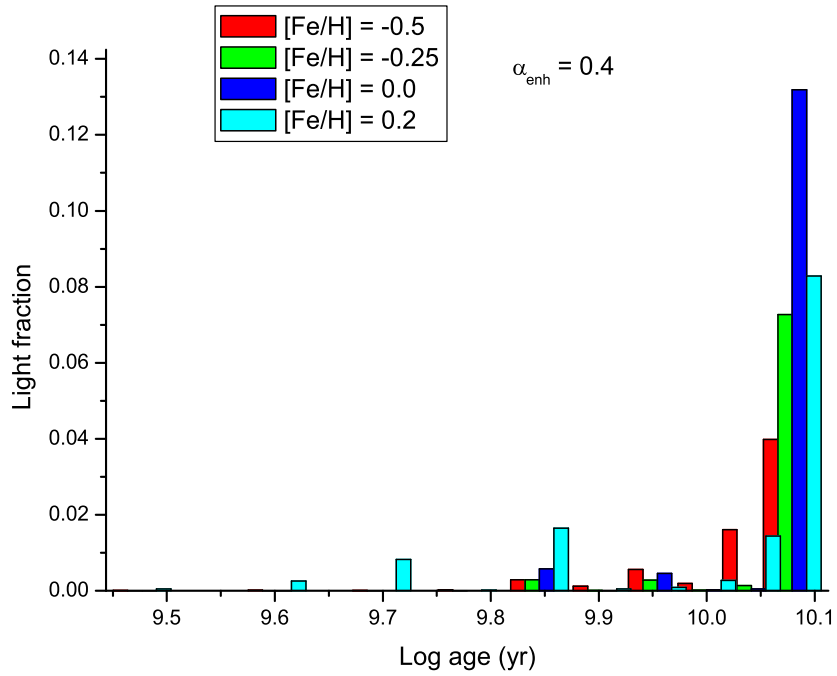
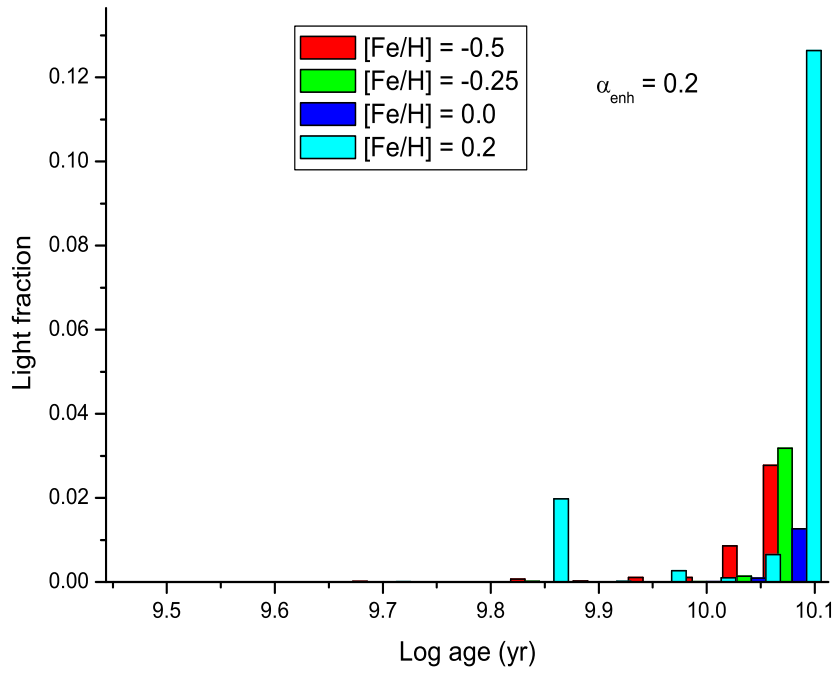


$z=0.004$ (esquerda) e $z=0.008$ (direita)

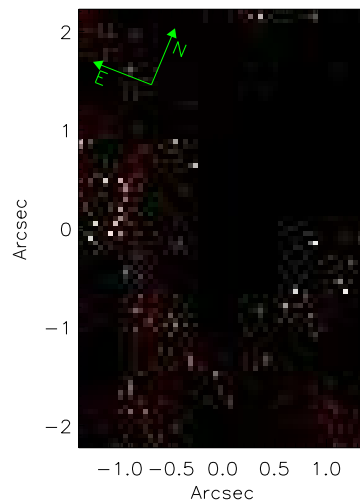
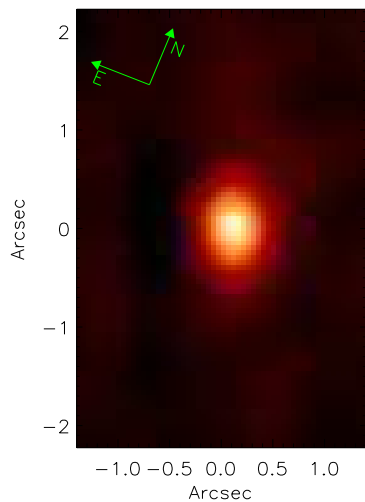


$z=0.02$ (esquerda) e $z=0.05$ (direita)

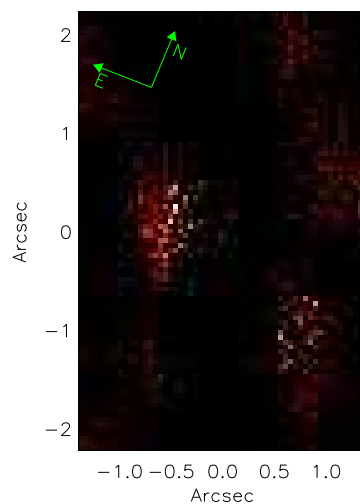
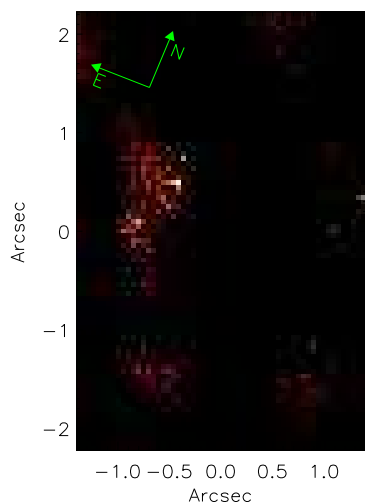




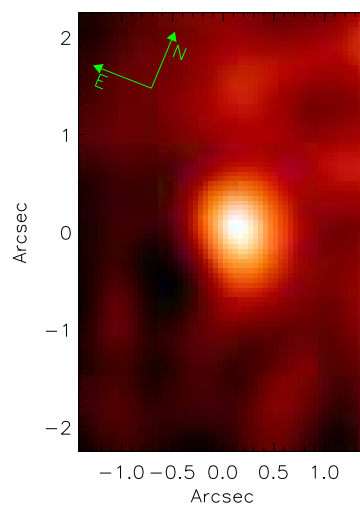
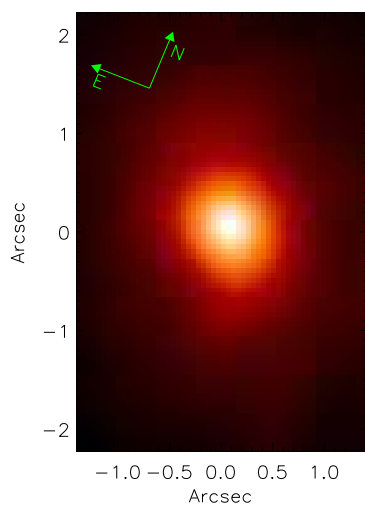
A.0.2 IC 1459



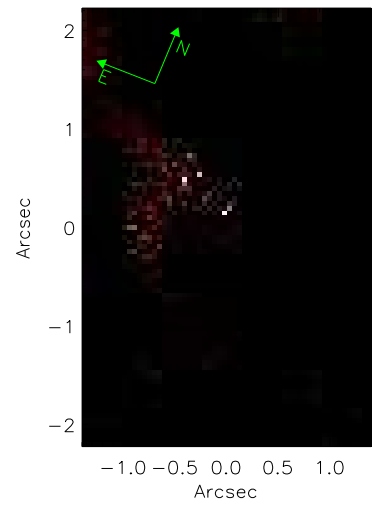
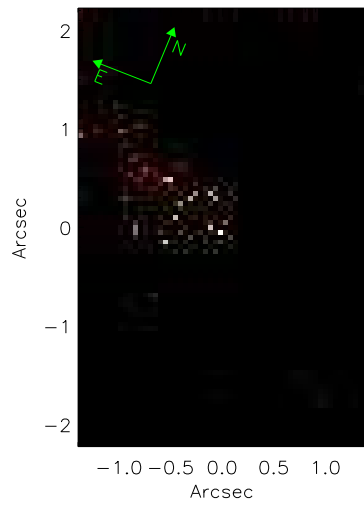
10^6 anos (esquerda) e 10^7 anos (direita)



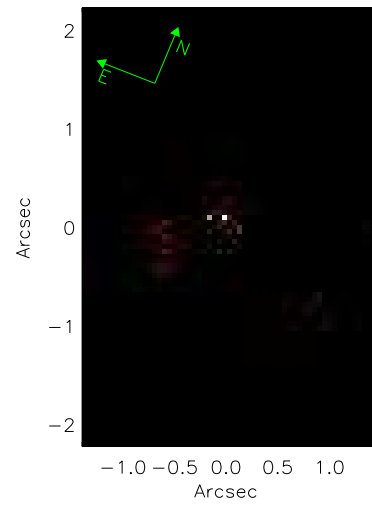
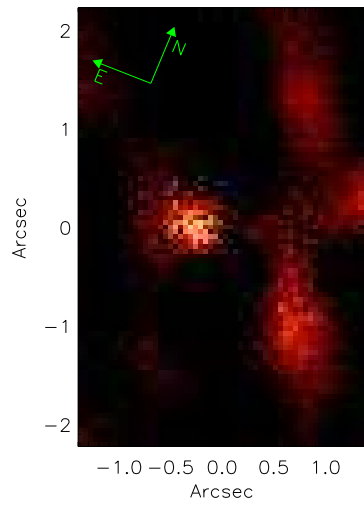
10^8 anos (esquerda) e 10^9 anos (direita)



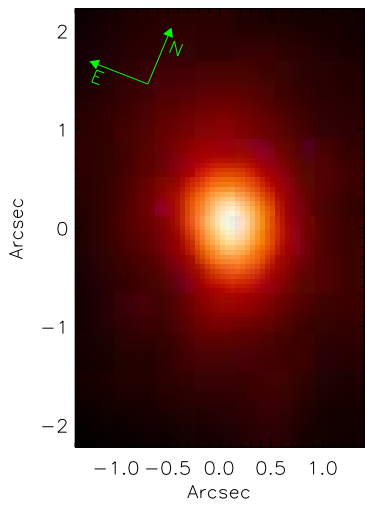
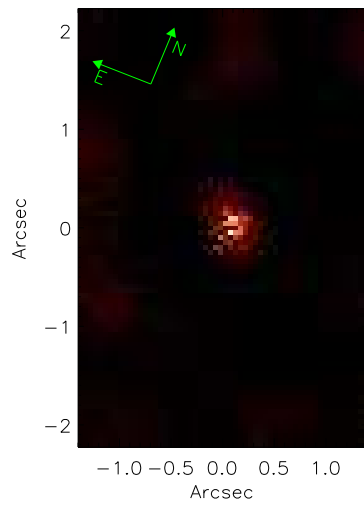
10^{10} anos (esquerda) e mapa de avermelhamento (direita).



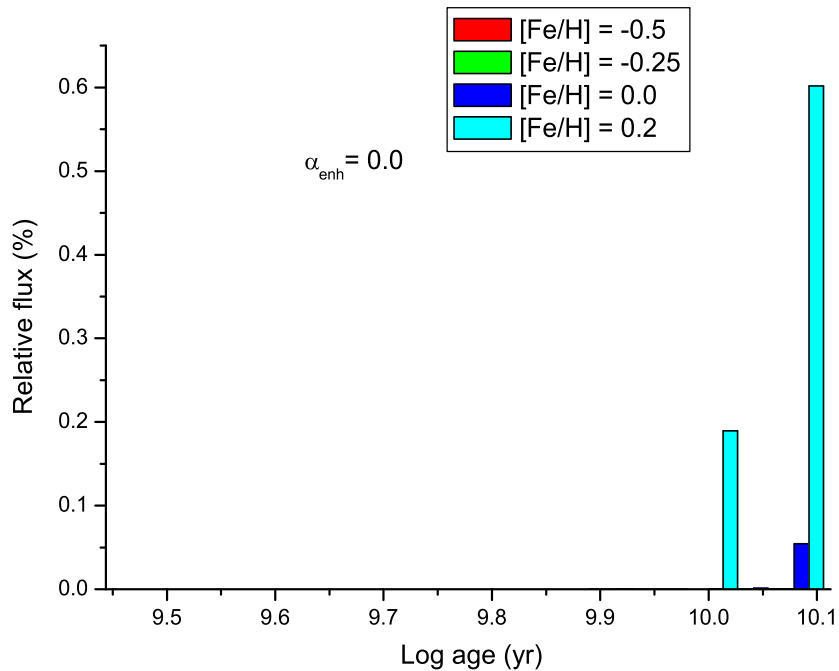
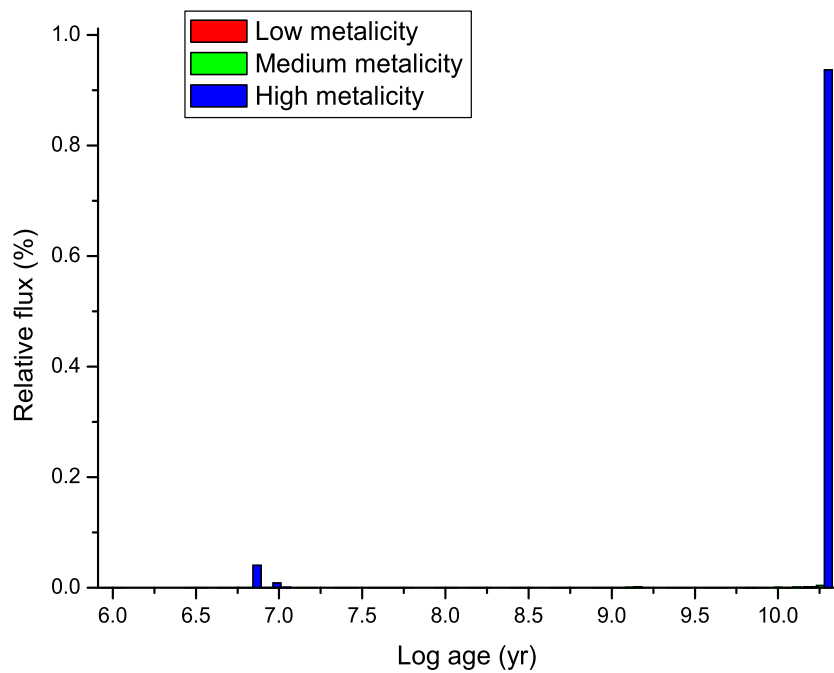
$z=0.0001$ (esquerda) e $z=0.0004$ (direita)

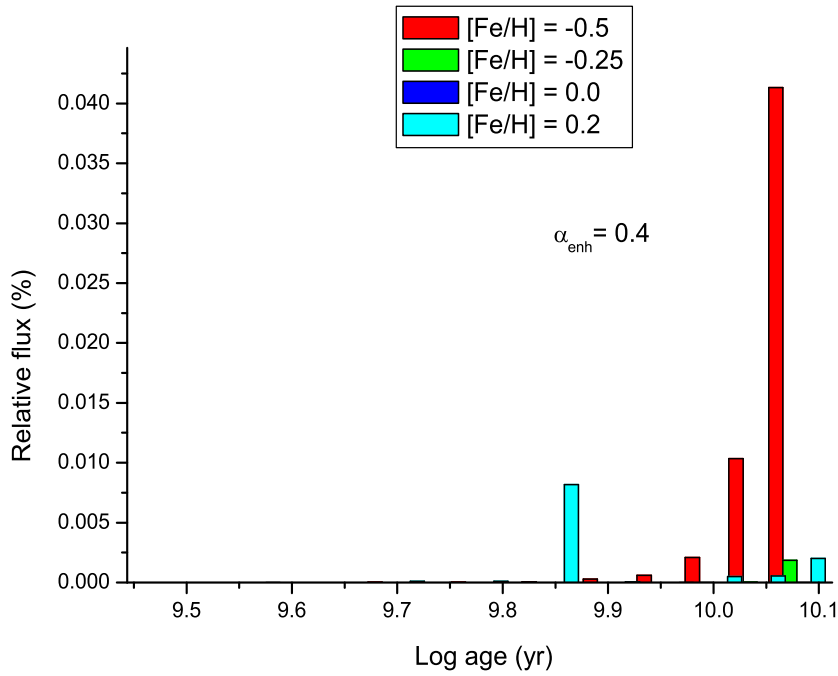
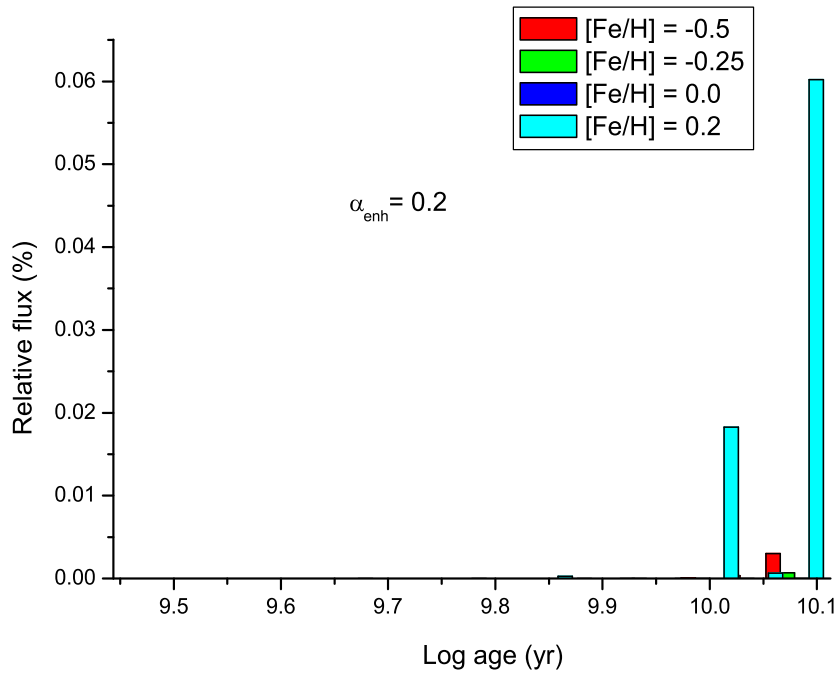


$z=0.004$ (esquerda) e $z=0.008$ (direita)

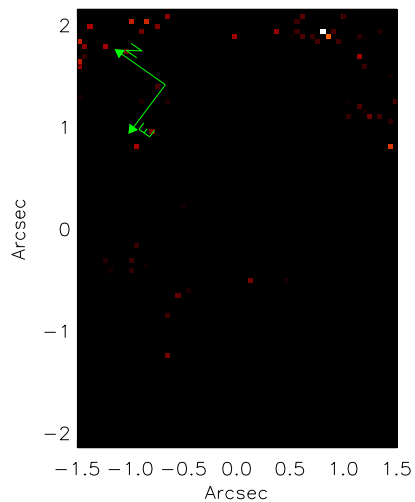
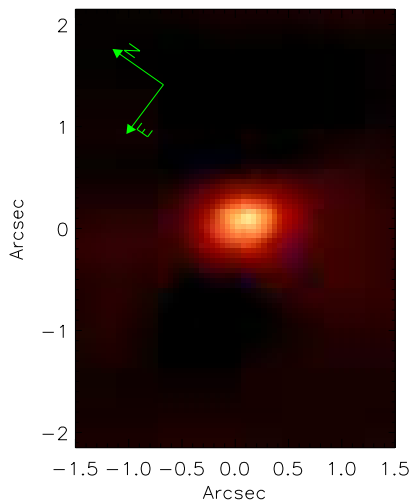


$z=0.02$ (esquerda) e $z=0.05$ (direita)

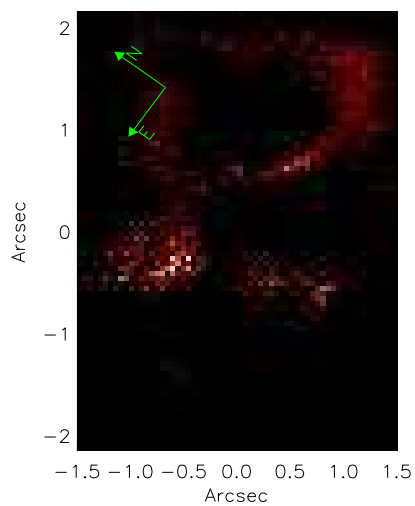
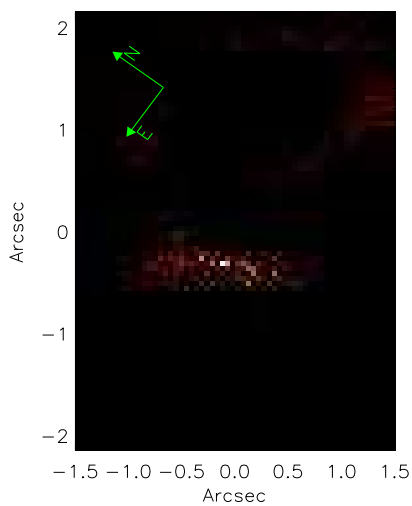




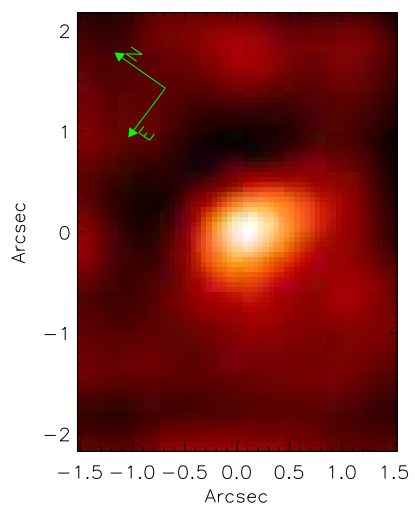
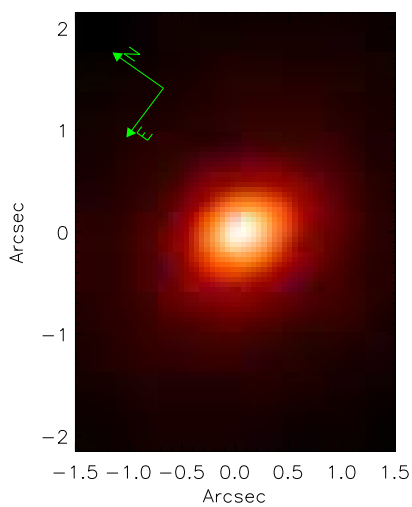
A.0.3 IC 5181



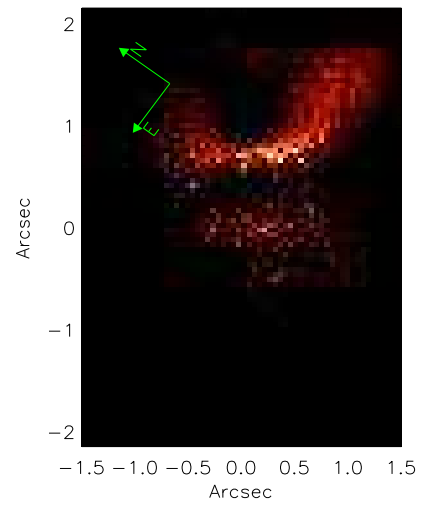
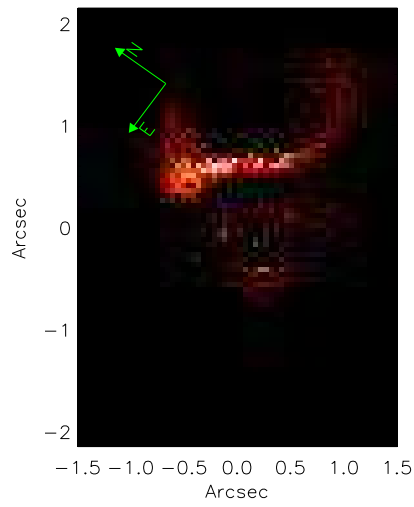
10^6 anos (esquerda) e 10^7 anos (direita)



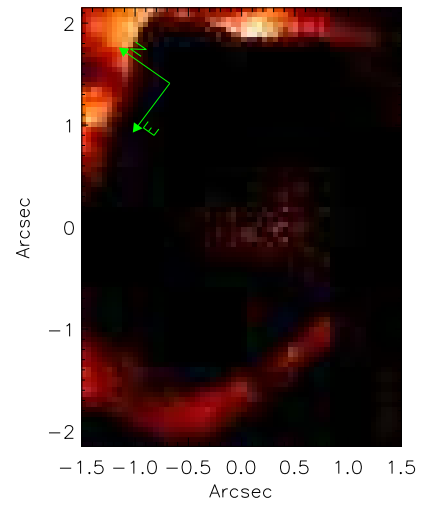
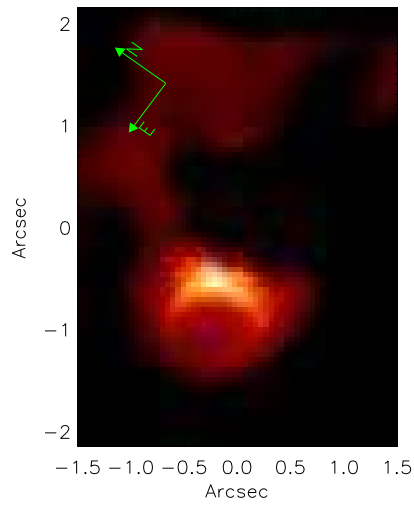
10^8 anos (esquerda) e 10^9 anos (direita)



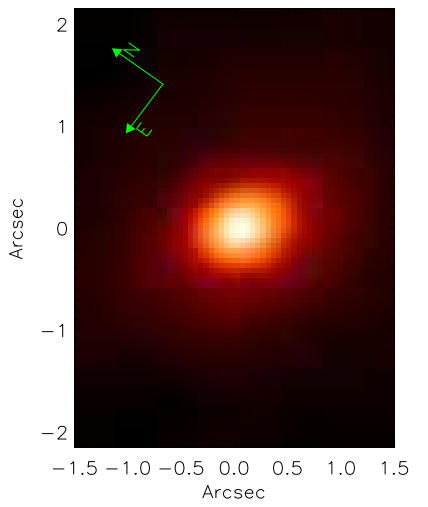
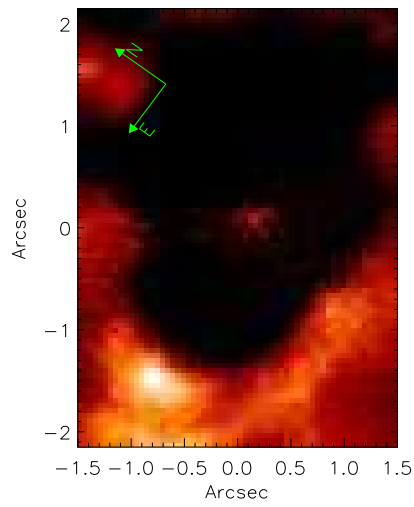
10^{10} anos (esquerda) e mapa de avermelhamento (direita).



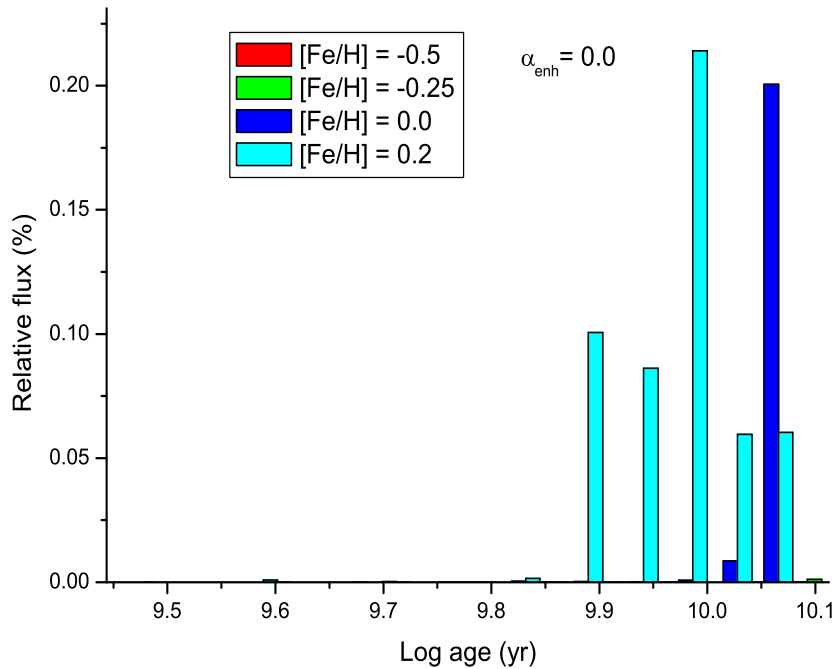
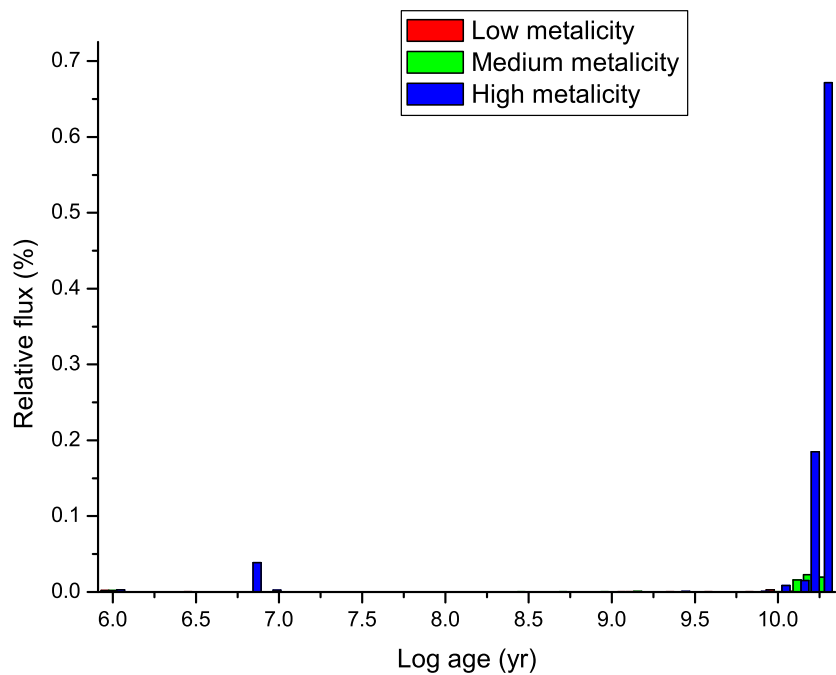
$z=0.0001$ (esquerda) e $z=0.0004$ (direita)

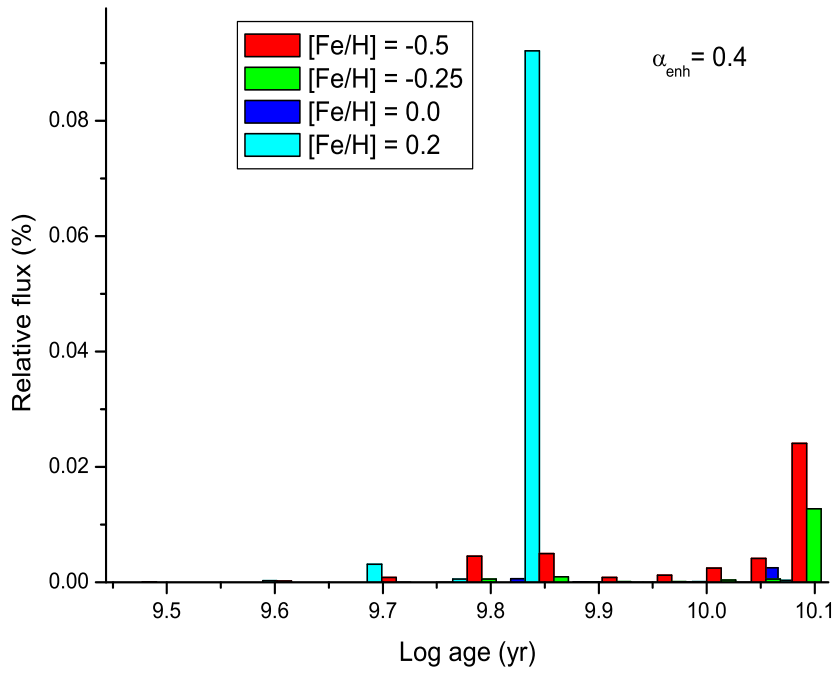
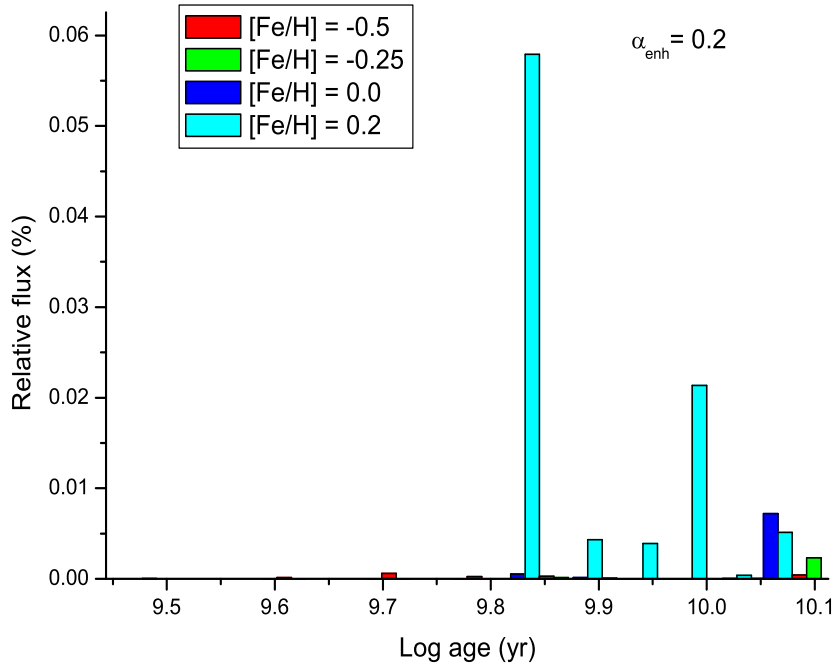


$z=0.004$ (esquerda) e $z=0.008$ (direita)

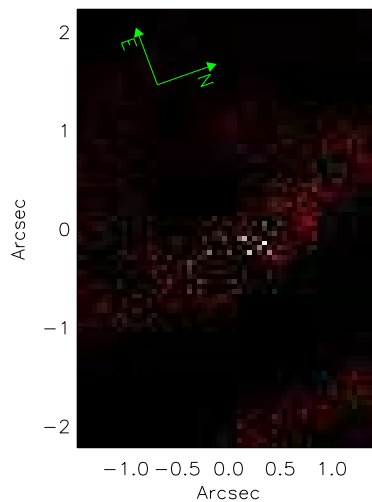
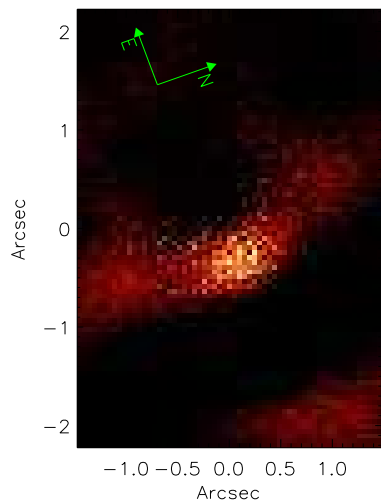


$z=0.02$ (esquerda) e $z=0.05$ (direita)

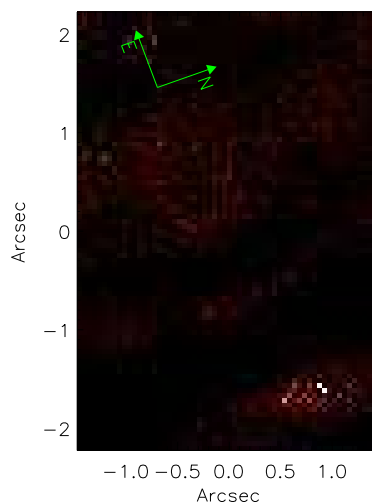
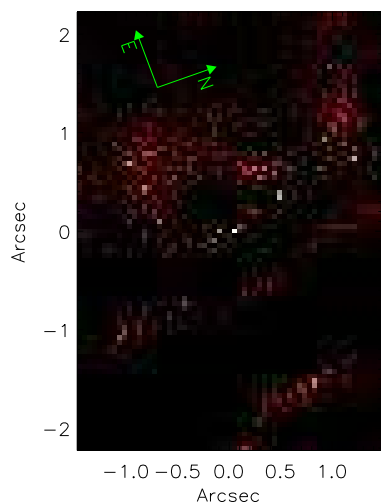




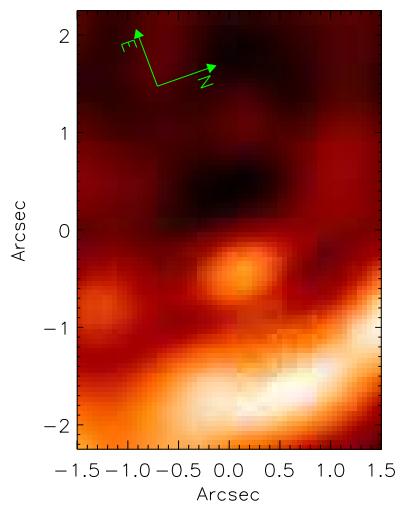
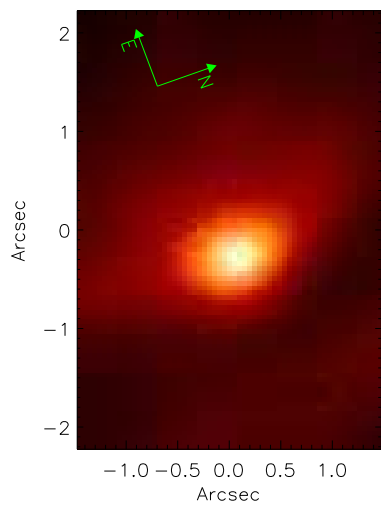
A.0.4 NGC 1380



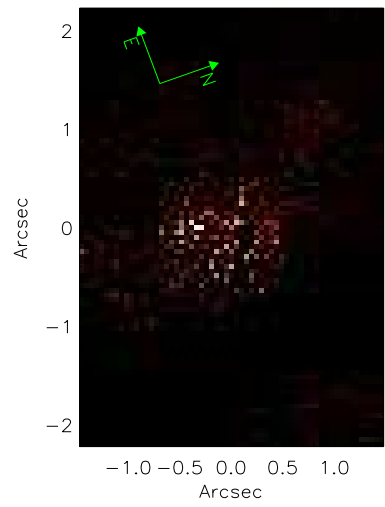
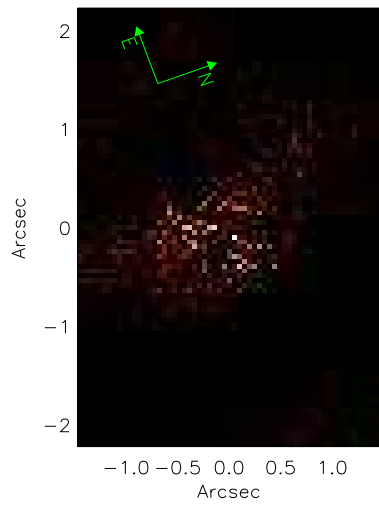
10^6 anos (esquerda) e 10^7 anos (direita)



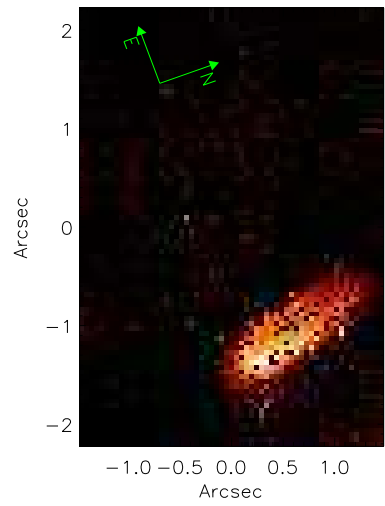
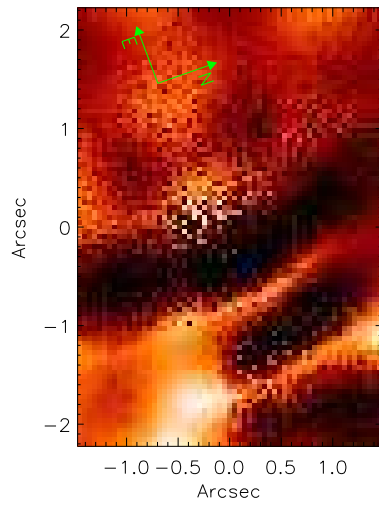
10^8 anos (esquerda) e 10^9 anos (direita)



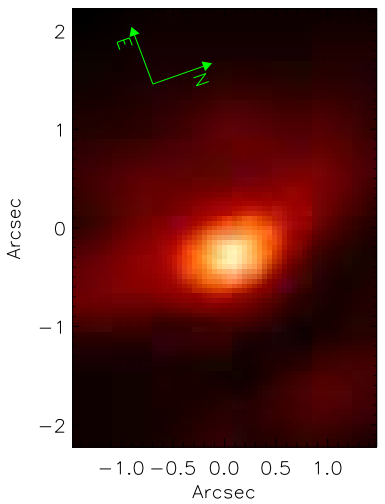
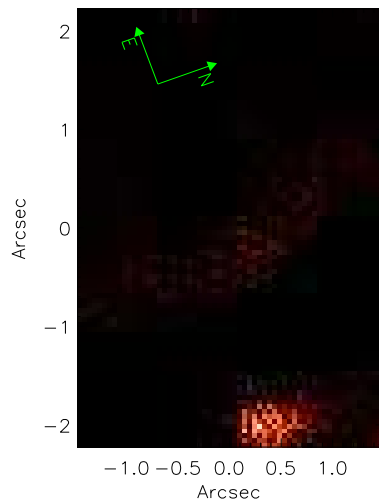
10^{10} anos (esquerda) e mapa de avermelhamento (direita).



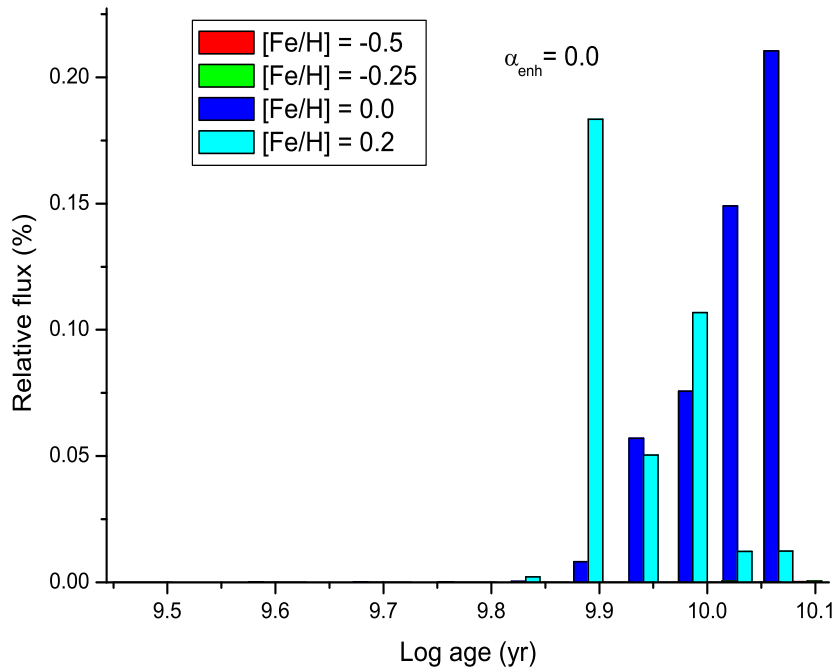
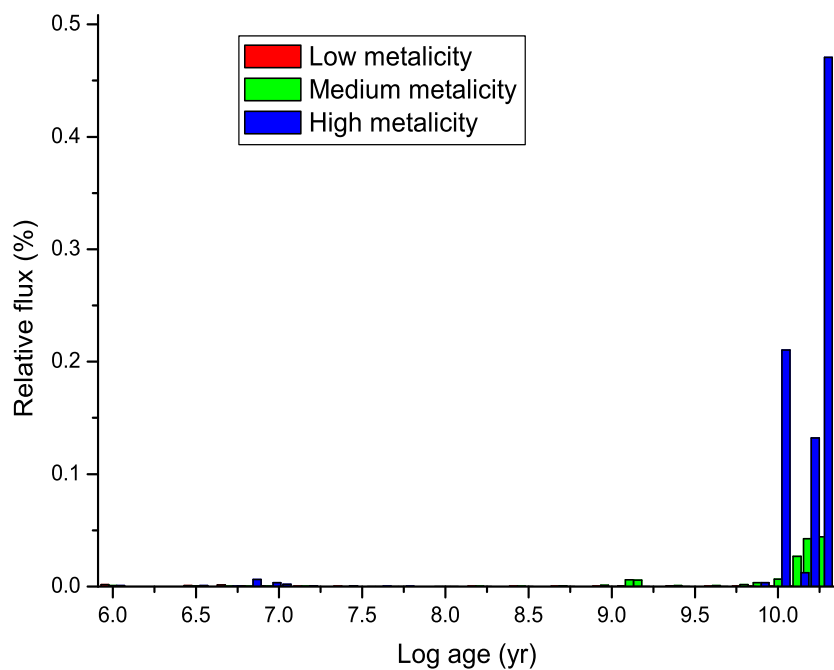
$z=0.0001$ (esquerda) e $z=0.0004$ (direita)

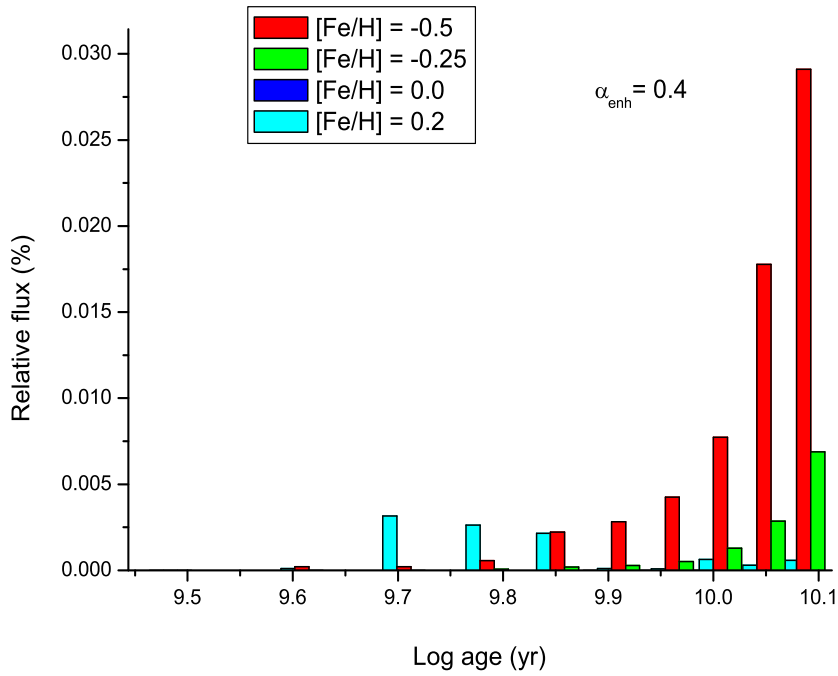
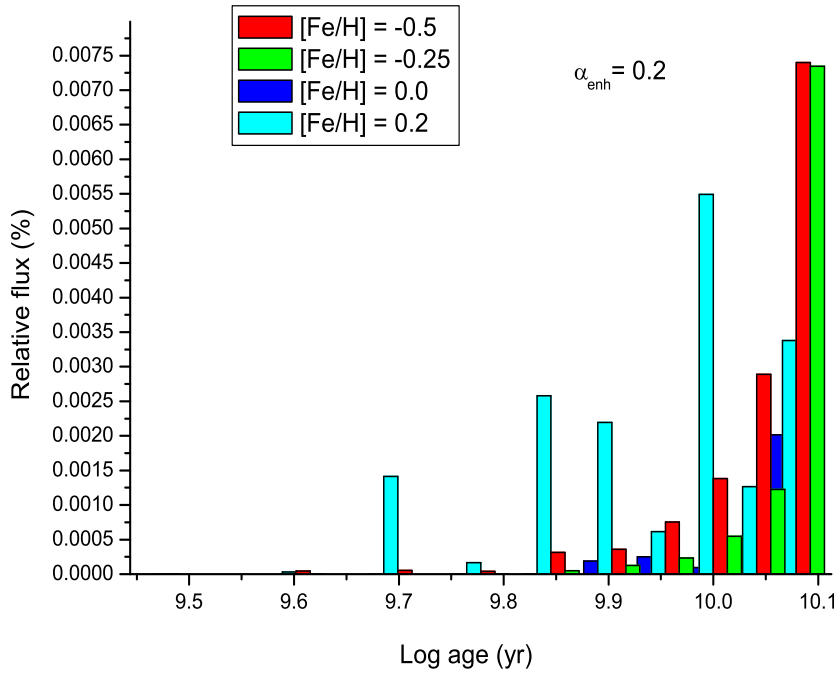


$z=0.004$ (esquerda) e $z=0.008$ (direita)

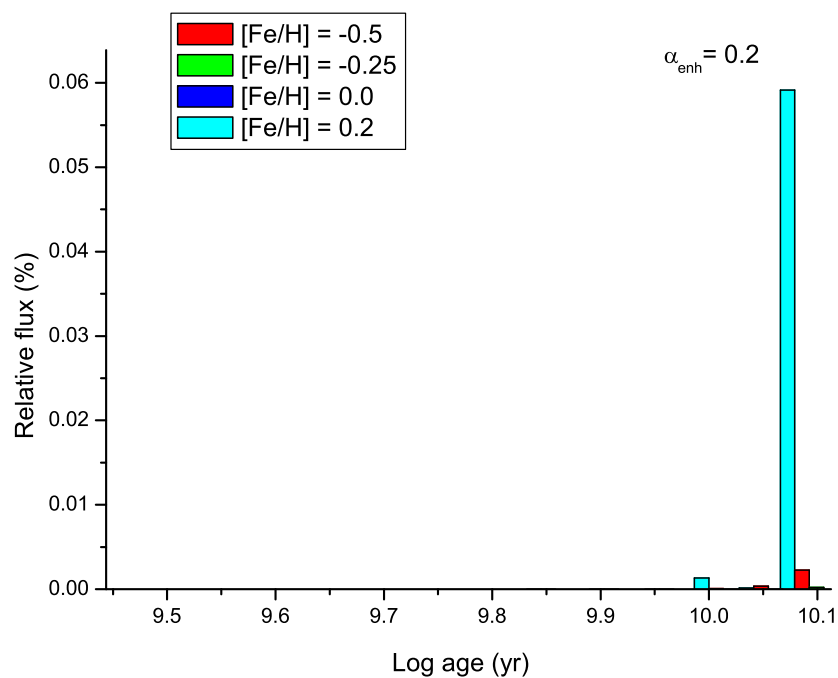
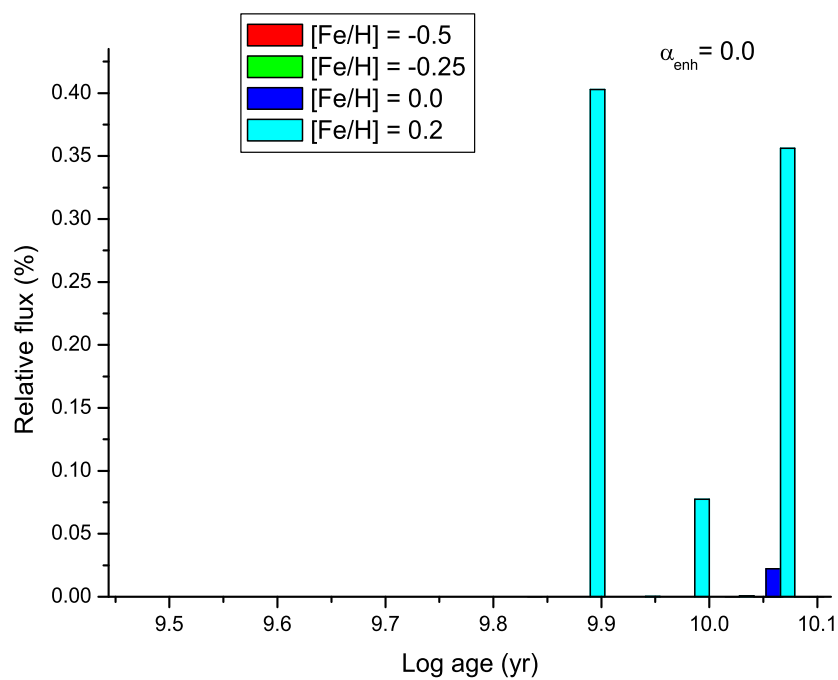


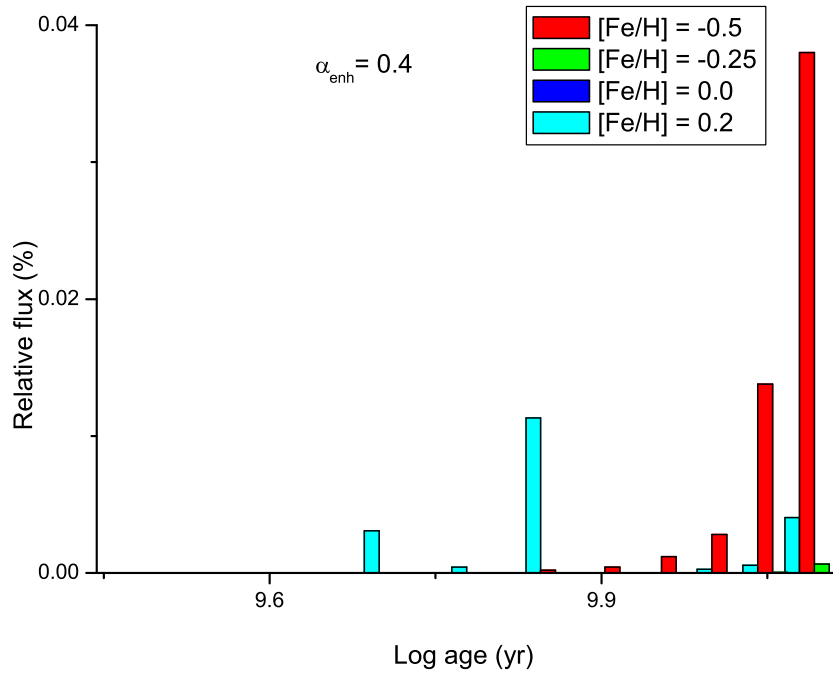
$z=0.02$ (esquerda) e $z=0.05$ (direita)



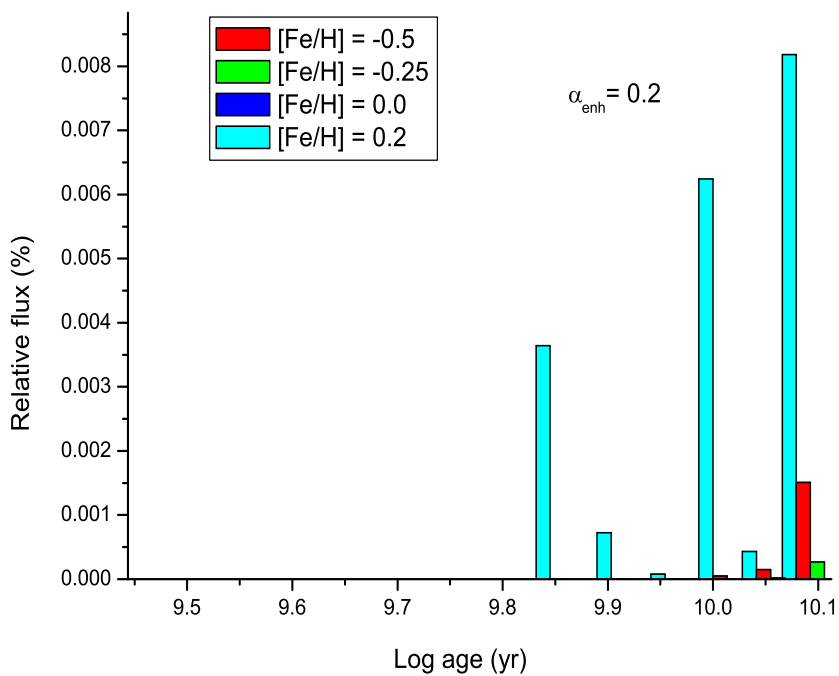
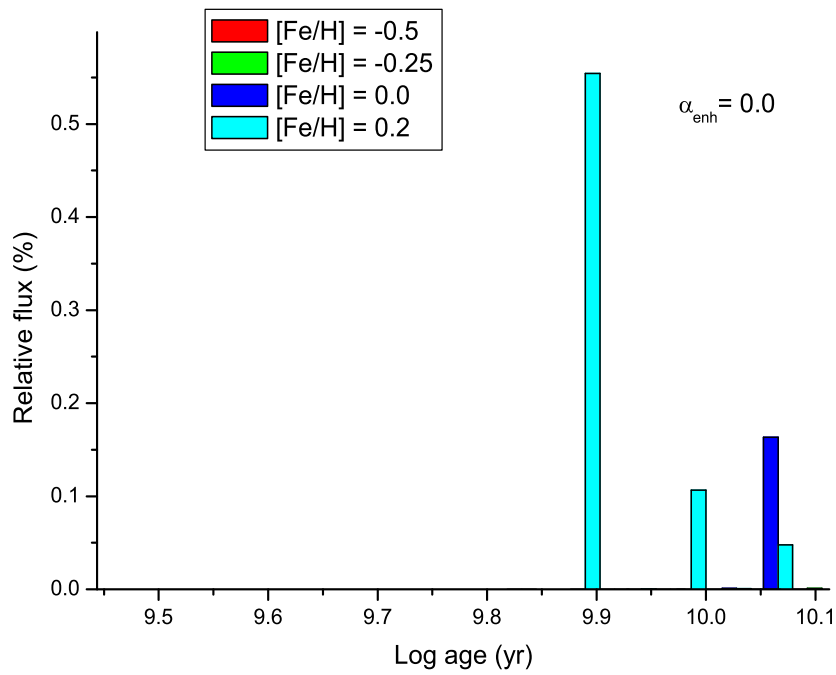


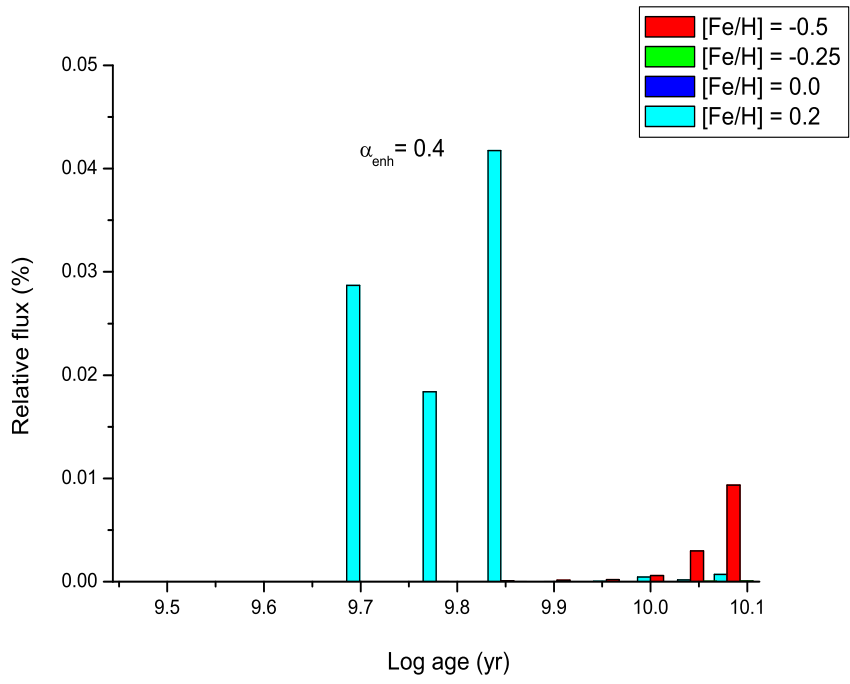
A.0.5 NGC 1399



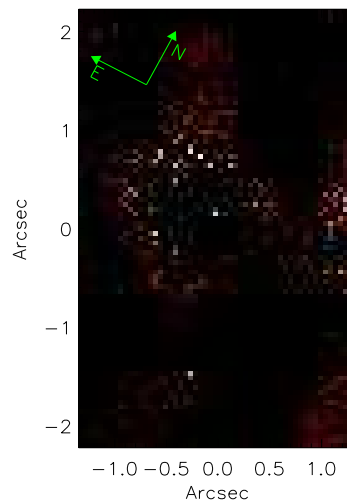
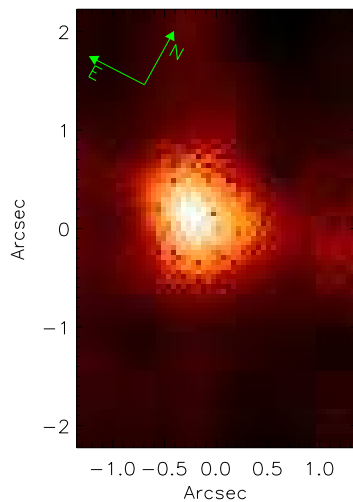


A.0.6 NGC 1404

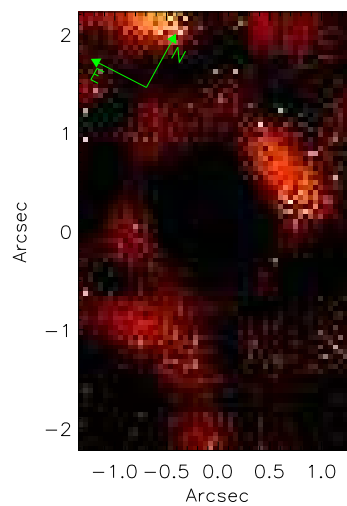
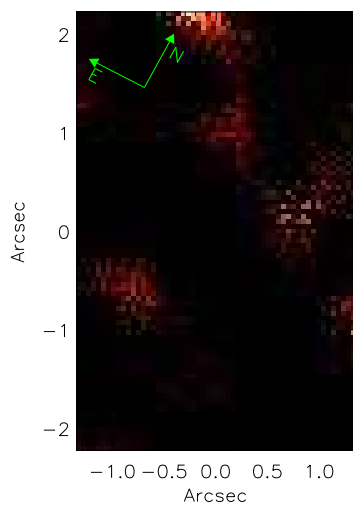




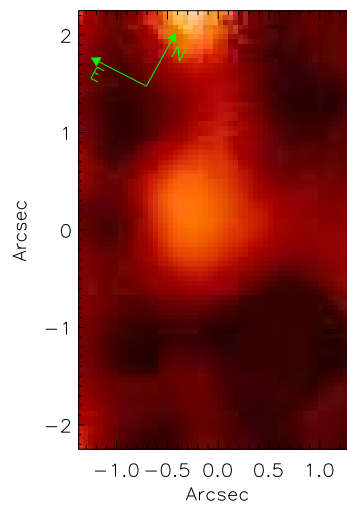
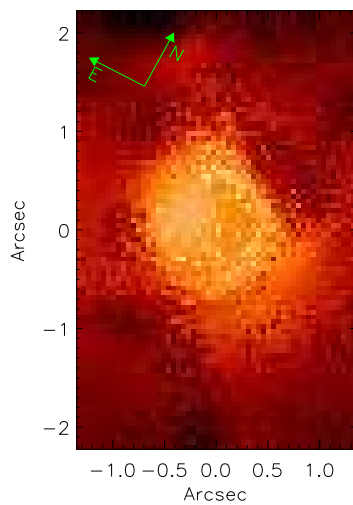
A.0.7 NGC 2663



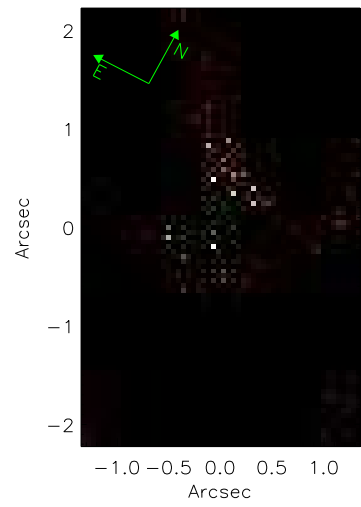
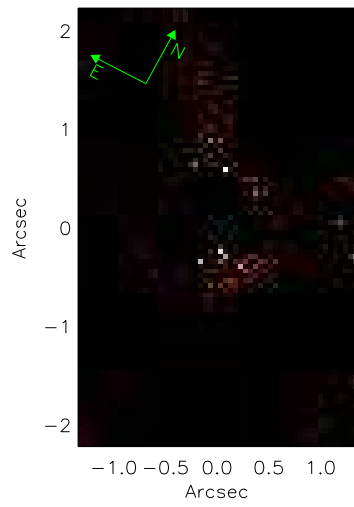
10^6 anos (esquerda) e 10^7 anos (direita)



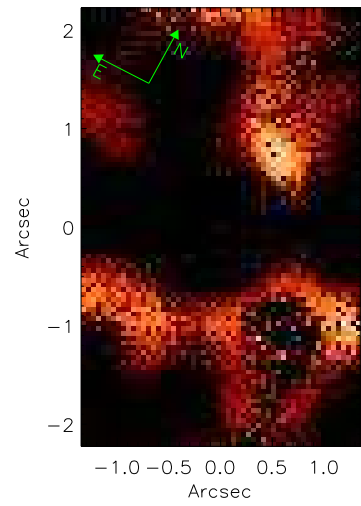
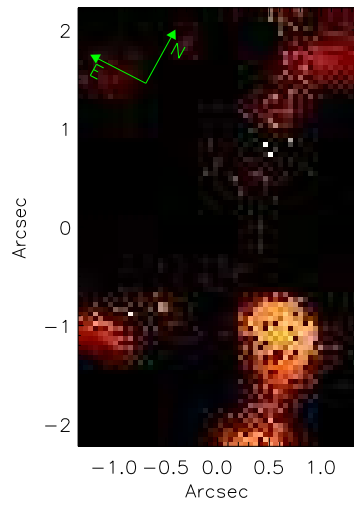
10^8 anos (esquerda) e 10^9 anos (direita)



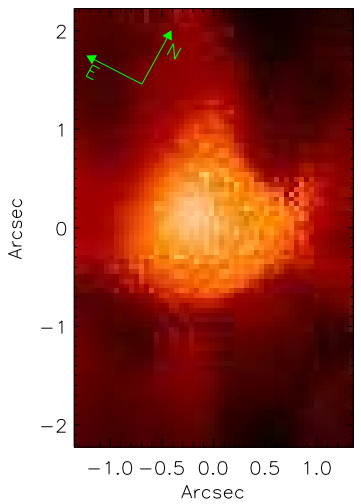
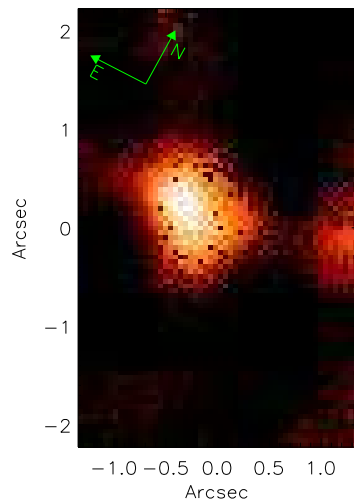
10^{10} anos (esquerda) e mapa de avermelhamento (direita).



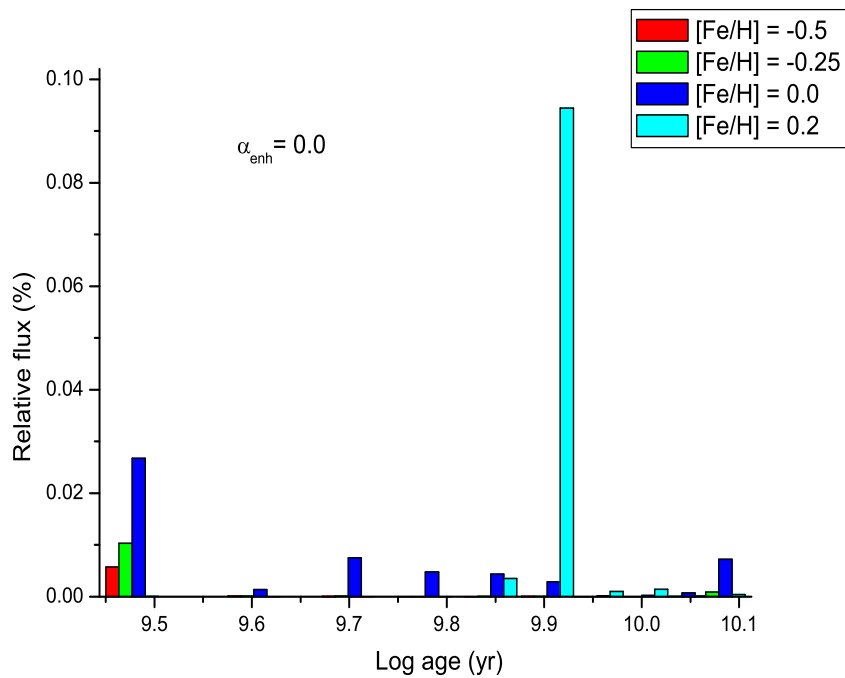
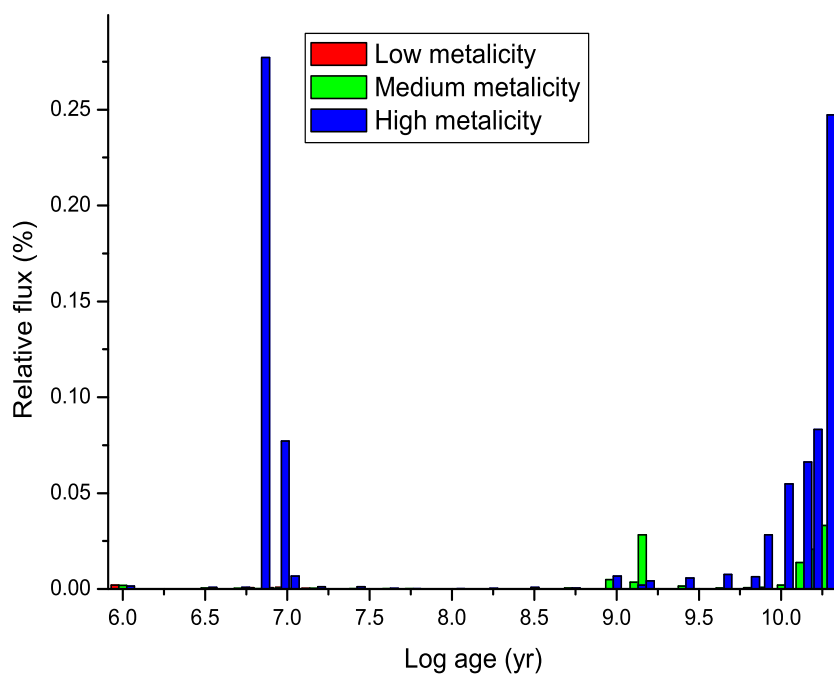
$z=0.0001$ (esquerda) e $z=0.0004$ (direita)

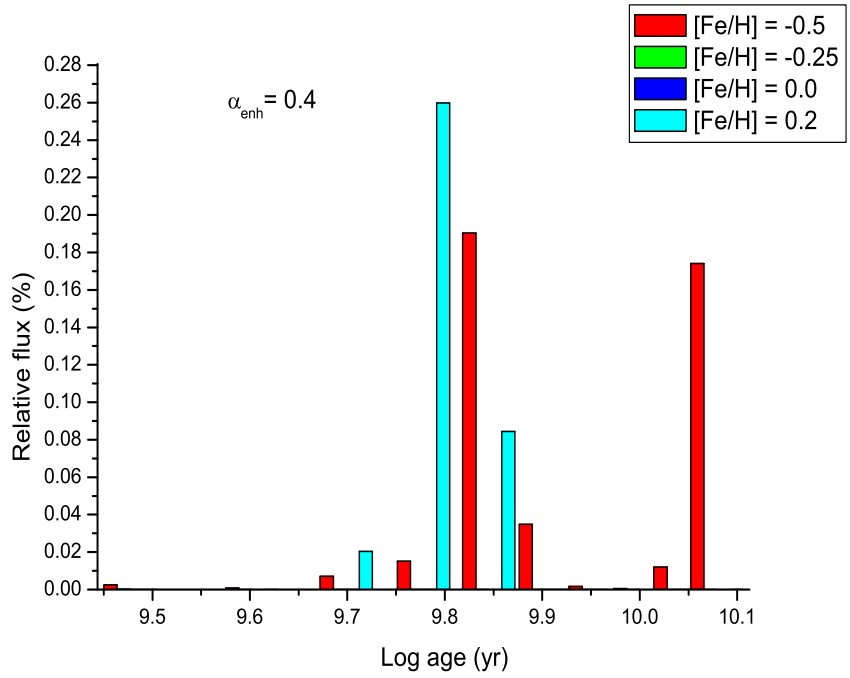
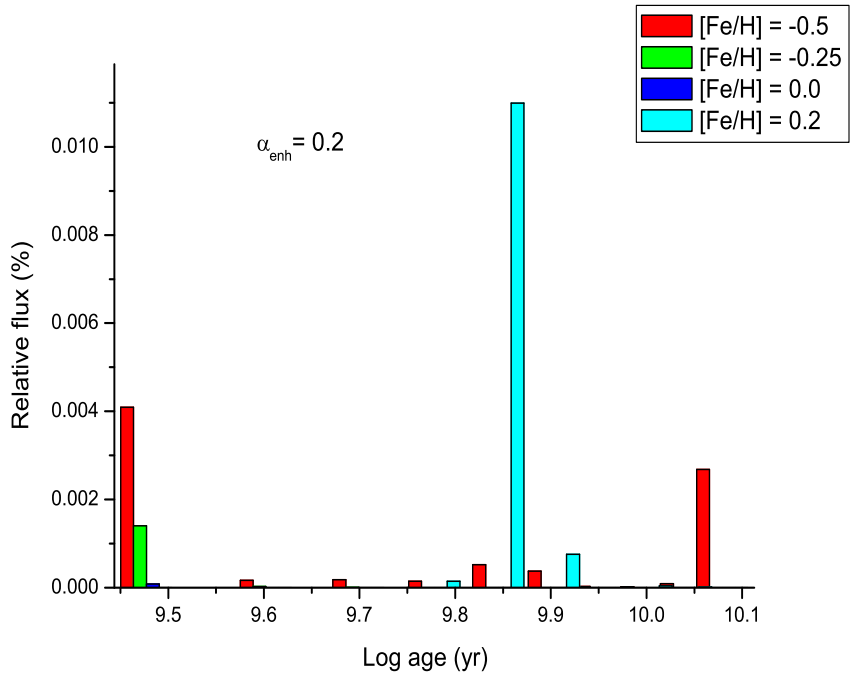


$z=0.004$ (esquerda) e $z=0.008$ (direita)

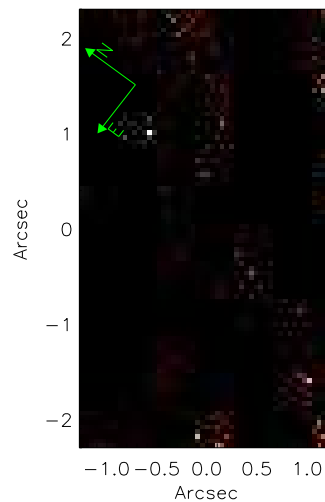
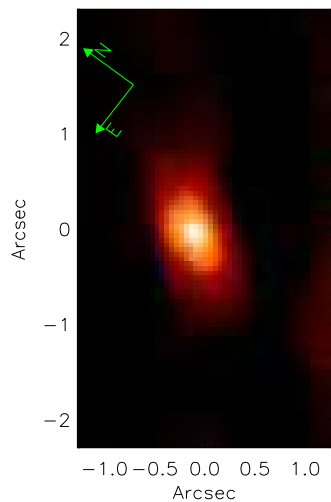


$z=0.02$ (esquerda) e $z=0.05$ (direita)

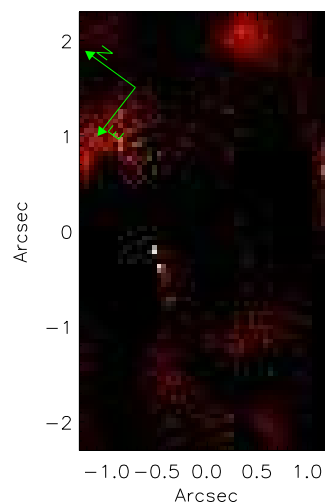
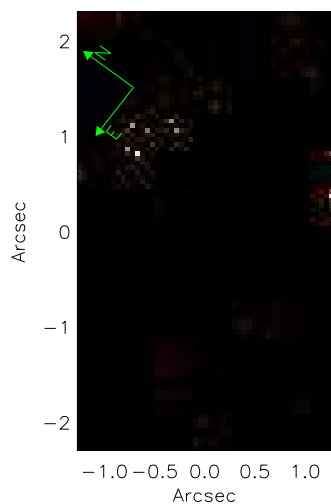




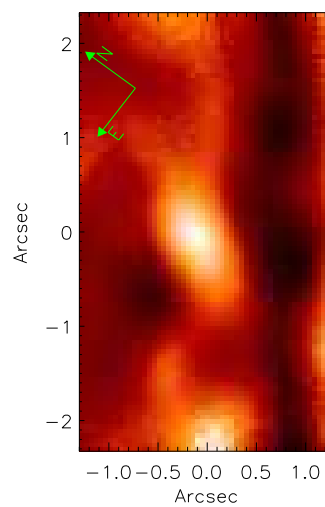
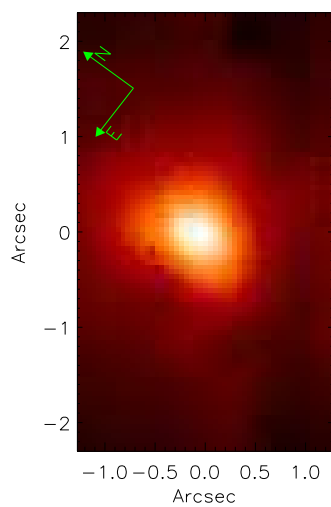
A.0.8 NGC 3136



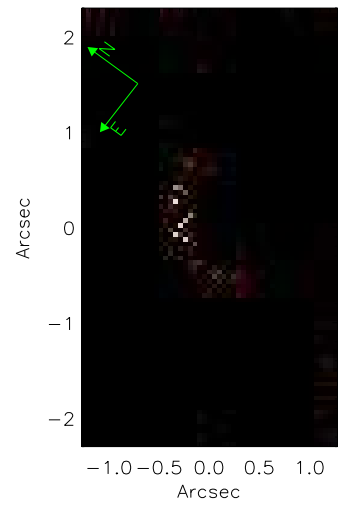
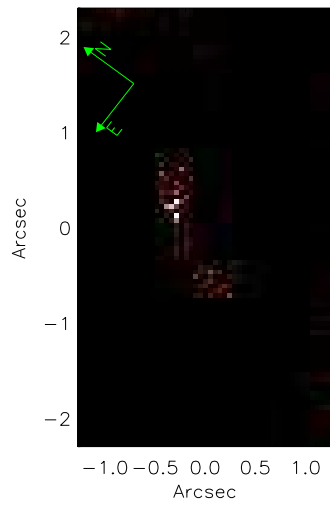
10^6 anos (esquerda) e 10^7 anos (direita)



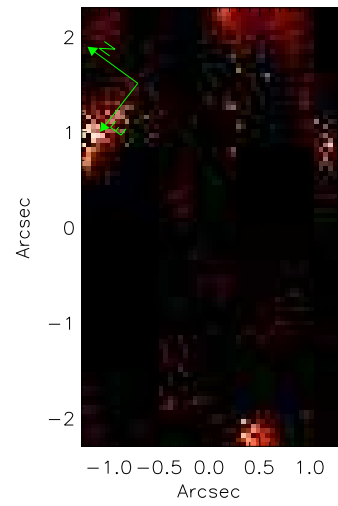
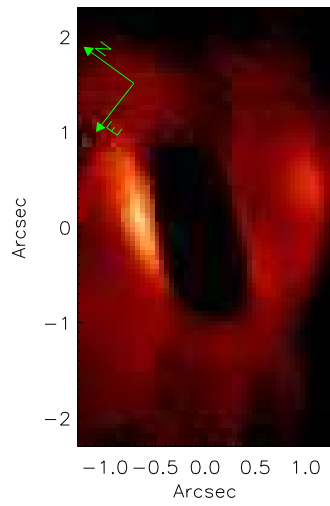
10^8 anos (esquerda) e 10^9 anos (direita)



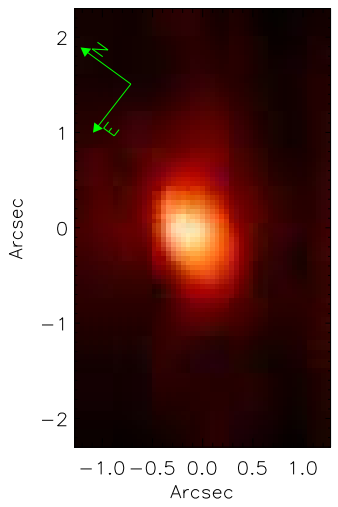
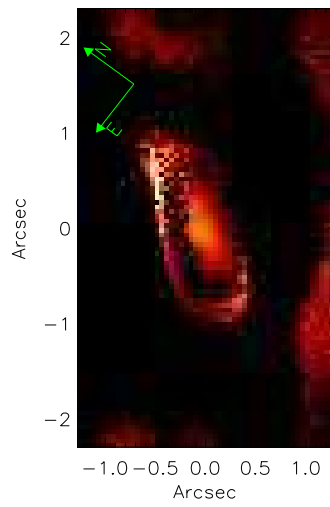
10^{10} anos (esquerda) e mapa de avermelhamento (direita).



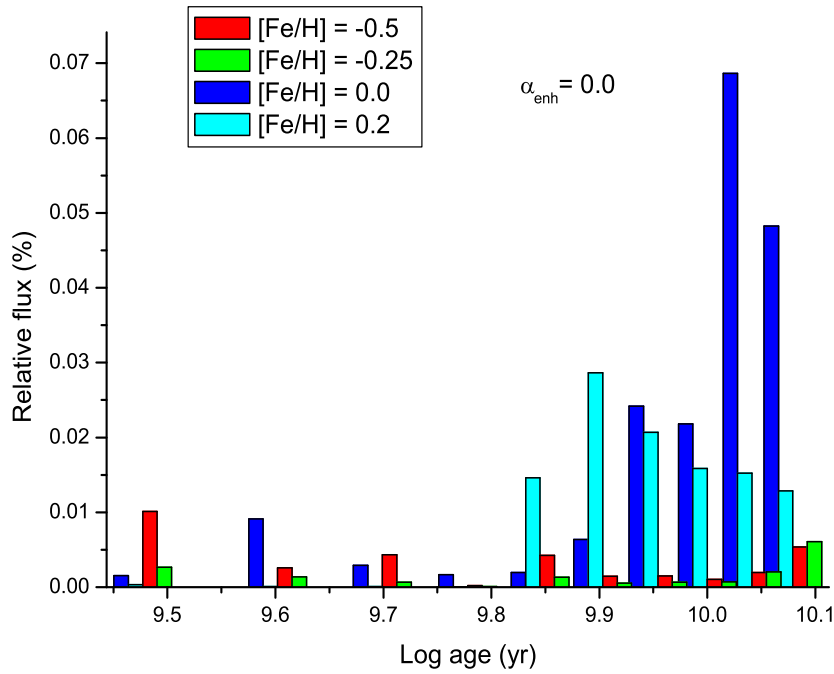
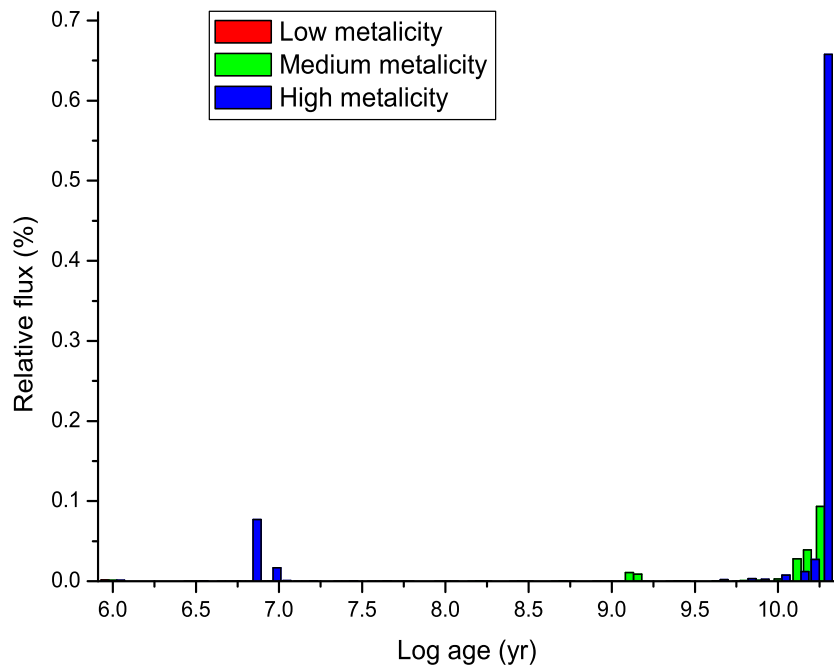
$z=0.0001$ (esquerda) e $z=0.0004$ (direita)

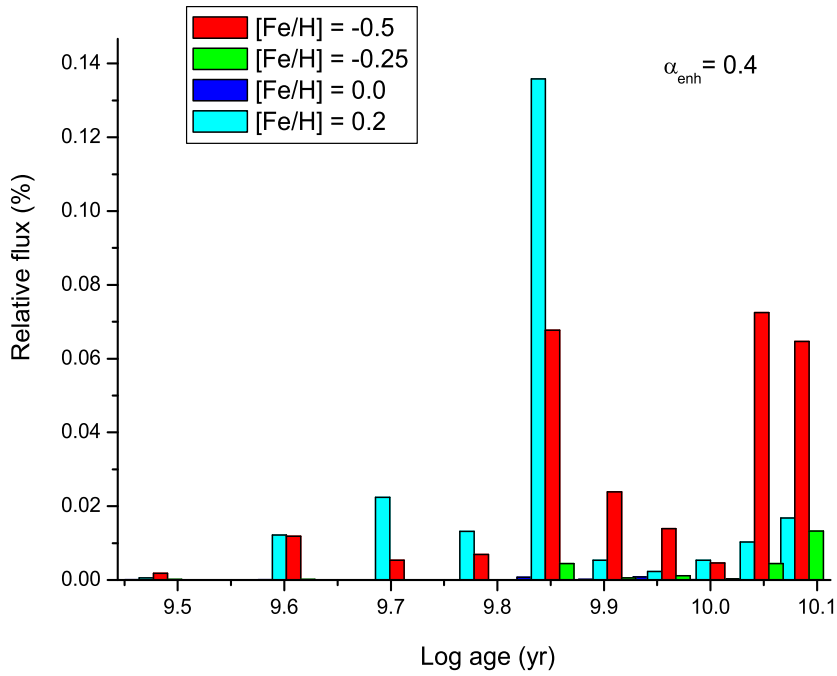
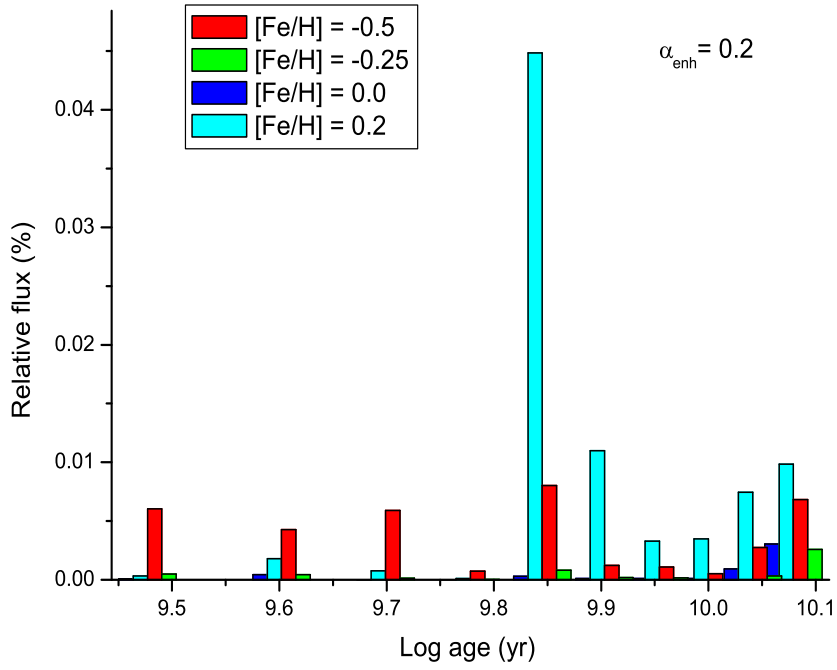


$z=0.004$ (esquerda) e $z=0.008$ (direita)

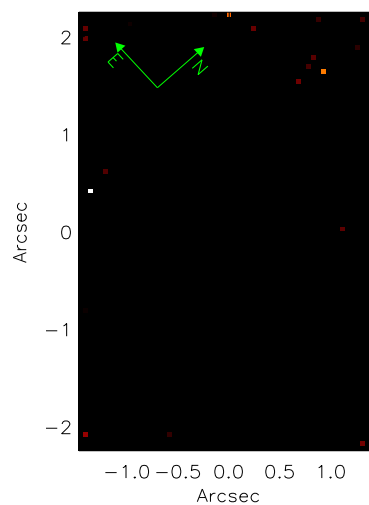
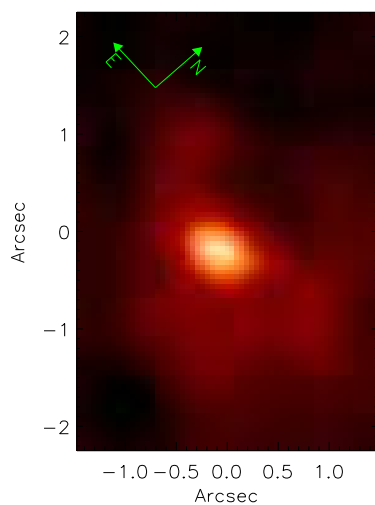


$z=0.02$ (esquerda) e $z=0.05$ (direita)

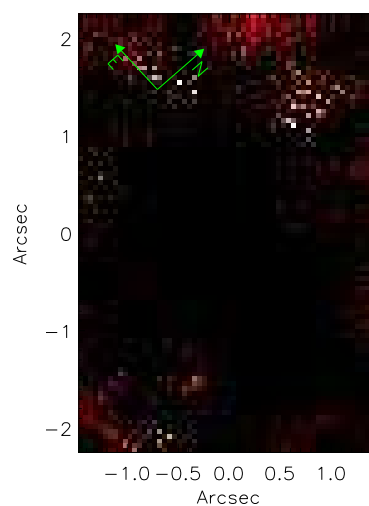
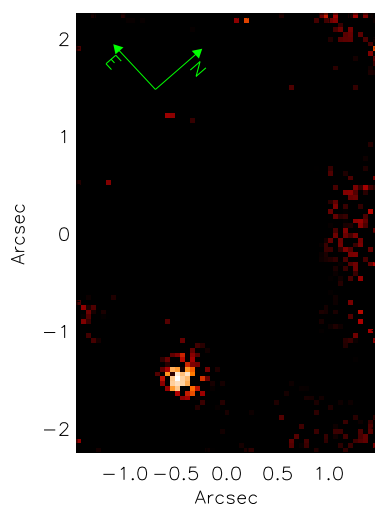




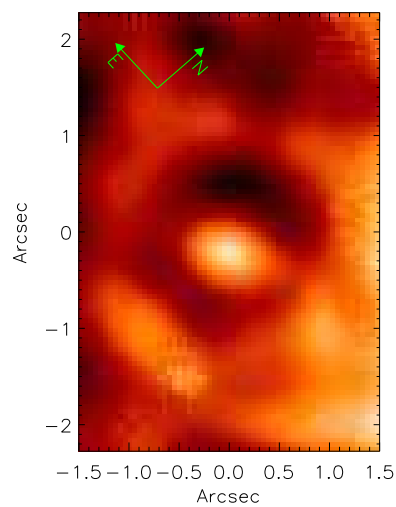
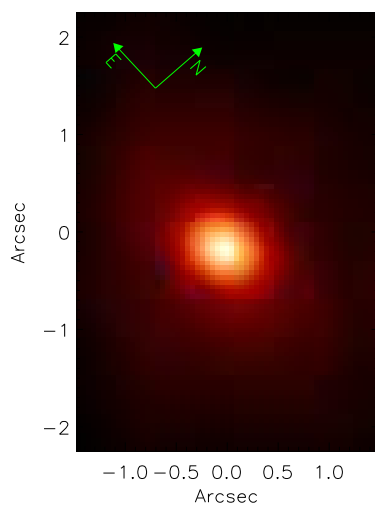
A.0.9 NGC 4546



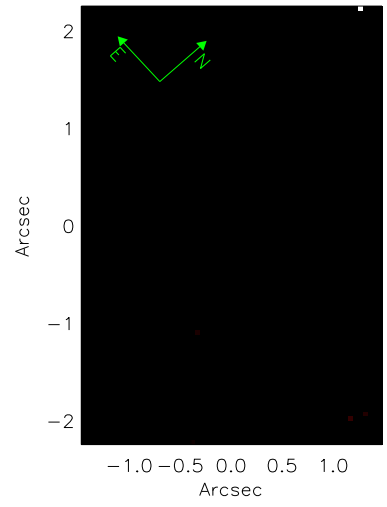
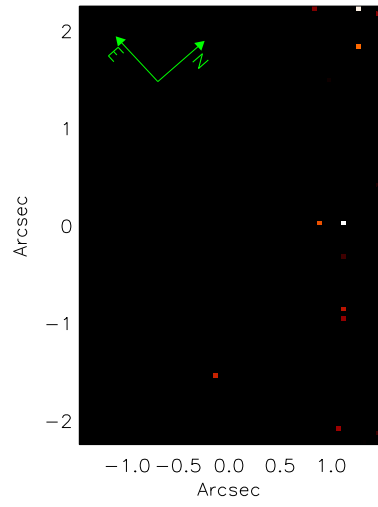
10^6 anos (esquerda) e 10^7 anos (direita)



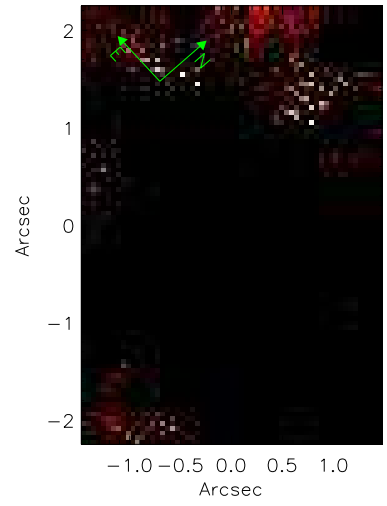
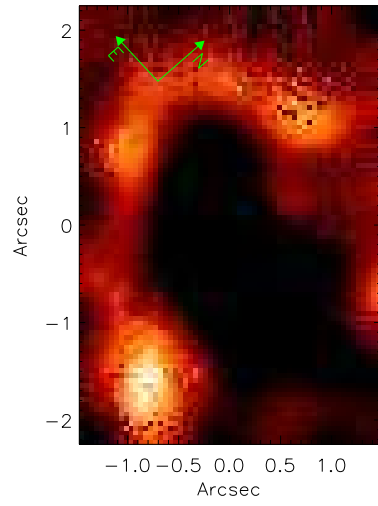
10^8 anos (esquerda) e 10^9 anos (direita)



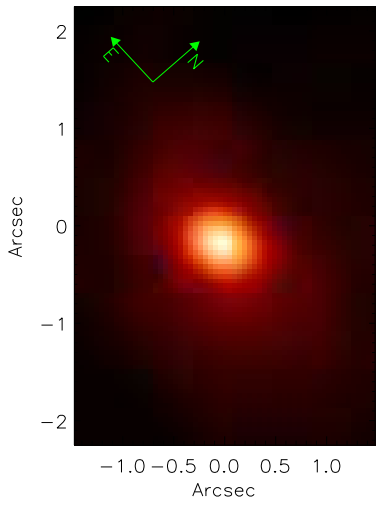
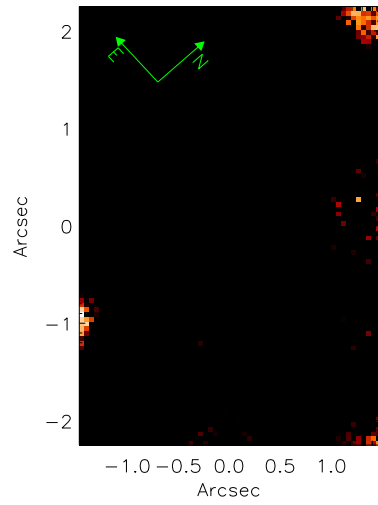
10^{10} anos (esquerda) e mapa de avermelhamento (direita).



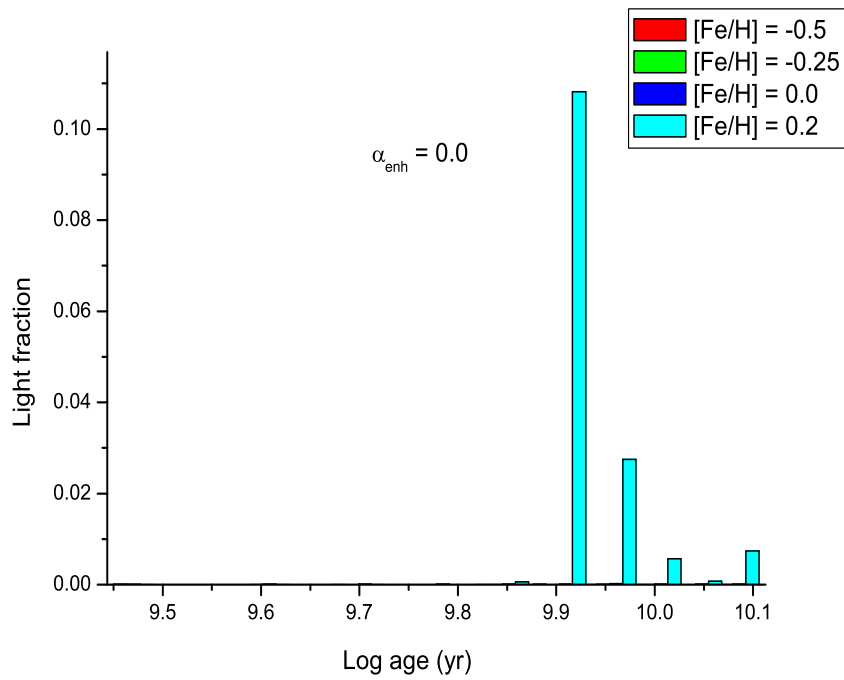
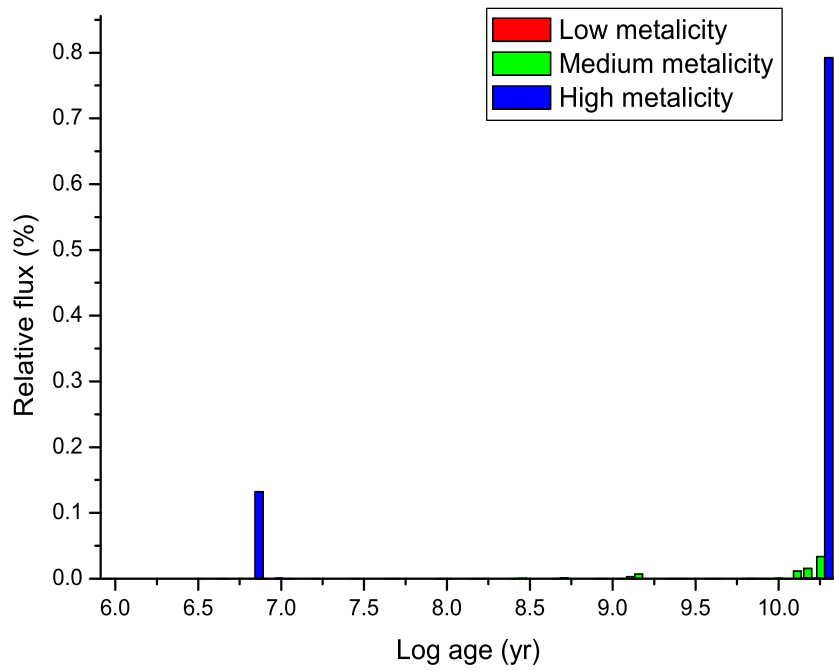
$z=0.0001$ (esquerda) e $z=0.0004$ (direita)

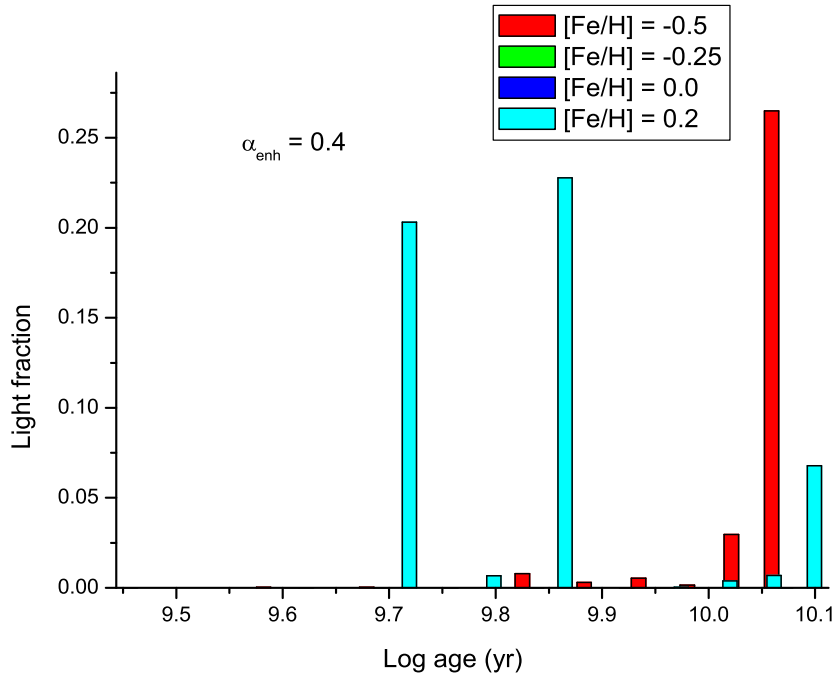
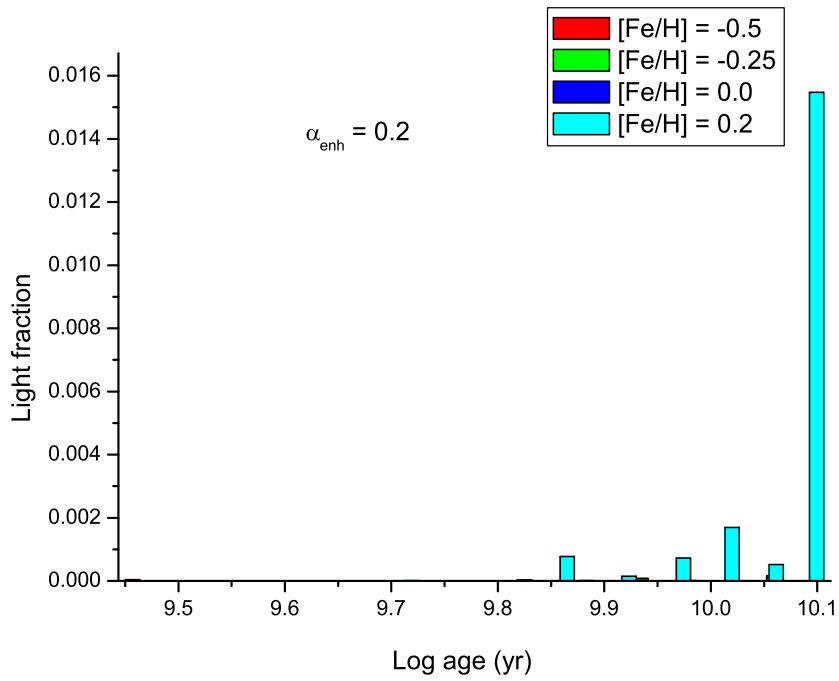


$z=0.004$ (esquerda) e $z=0.008$ (direita)

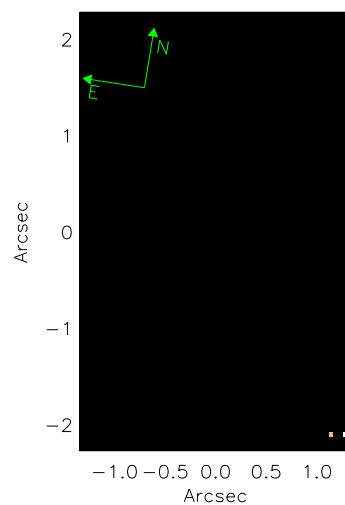
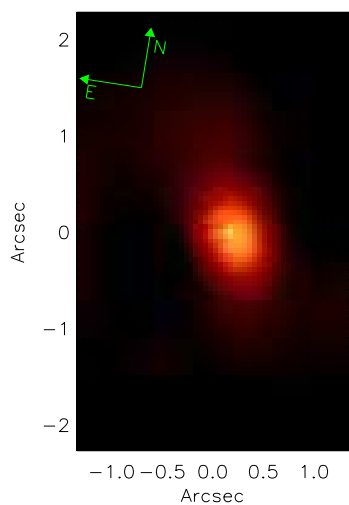


$z=0.02$ (esquerda) e $z=0.05$ (direita)

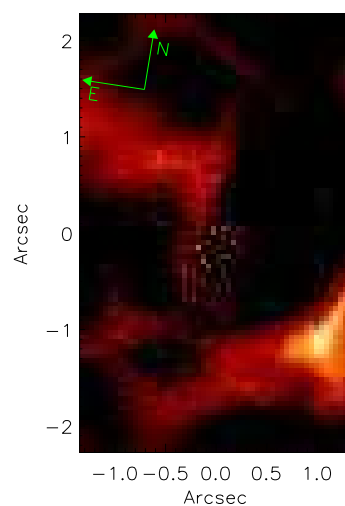
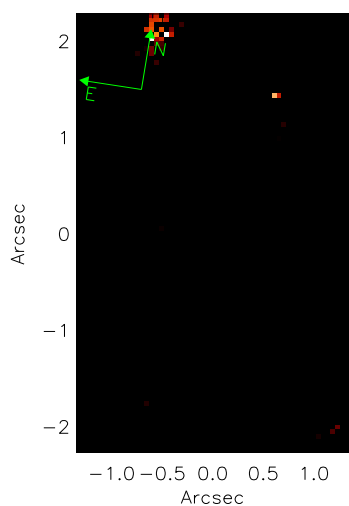




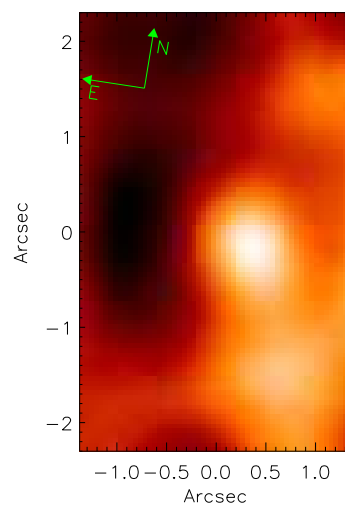
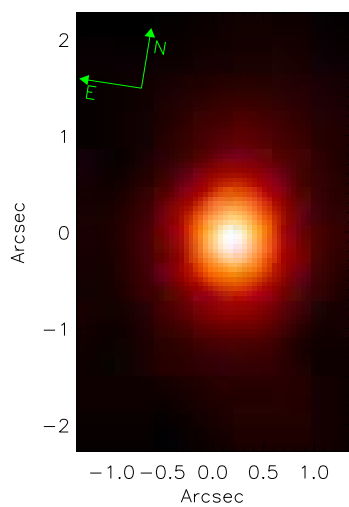
A.0.10 NGC 7097



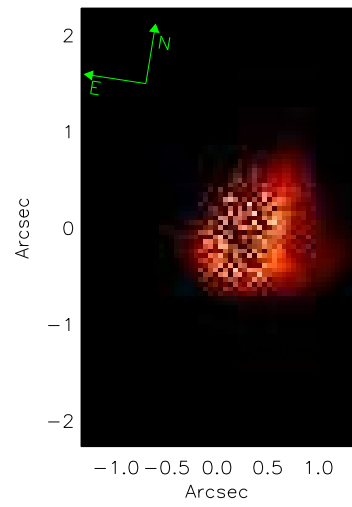
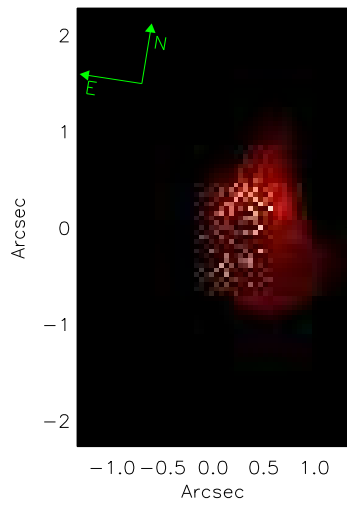
10^6 anos (esquerda) e 10^7 anos (direita)



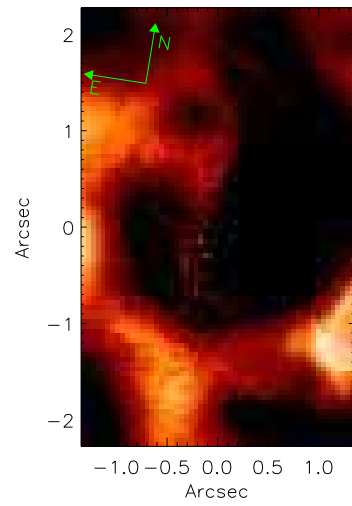
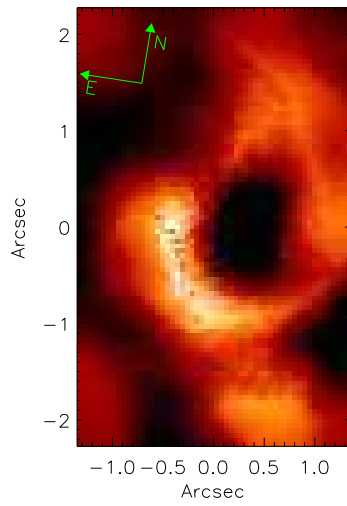
10^8 anos (esquerda) e 10^9 anos (direita)



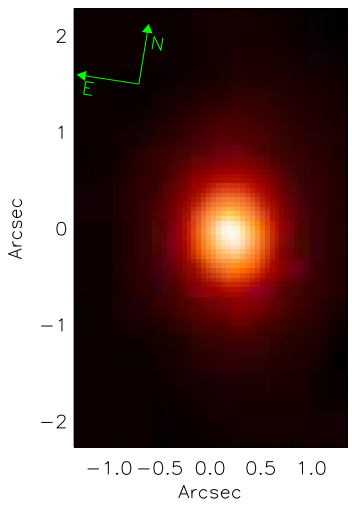
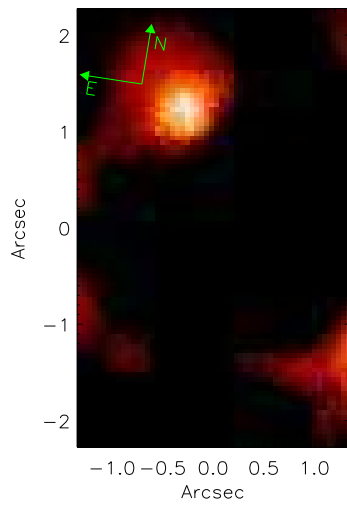
10^{10} anos (esquerda) e mapa de avermelhamento (direita).



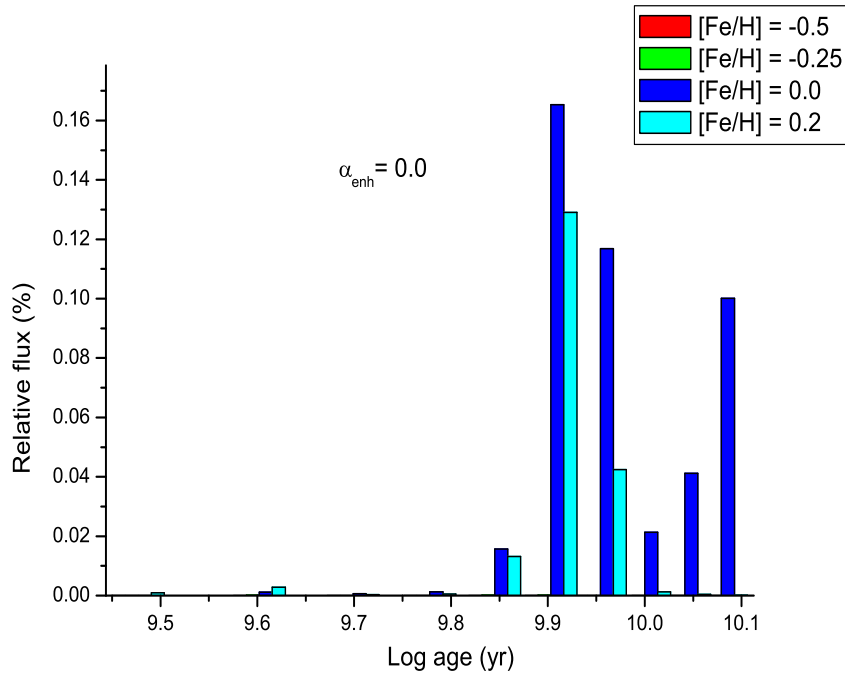
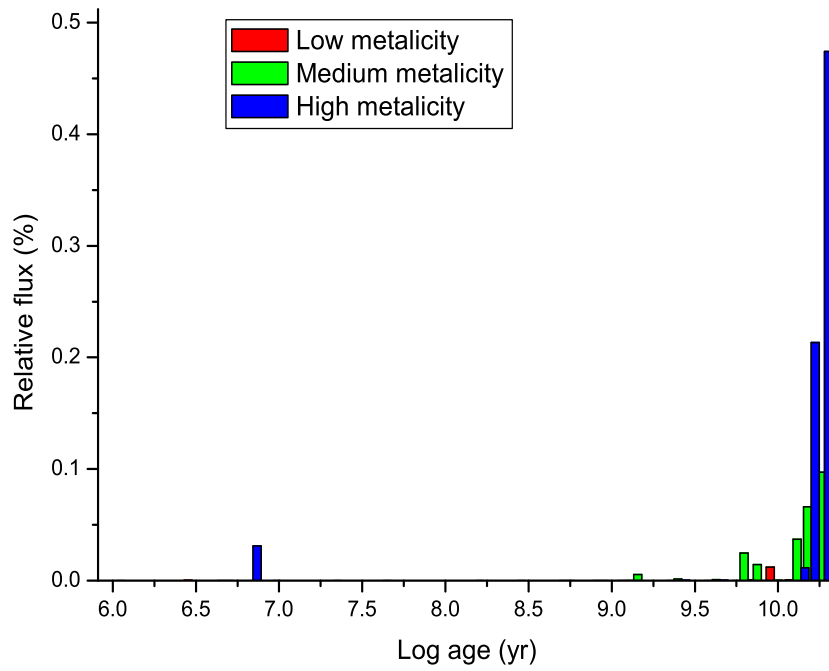
$z=0.0001$ (esquerda) e $z=0.0004$ (direita)

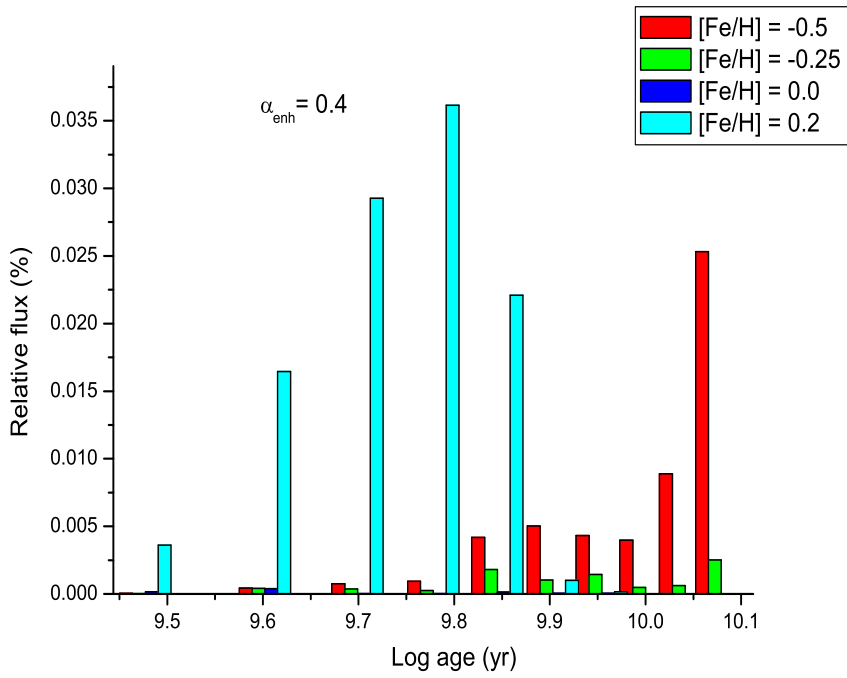
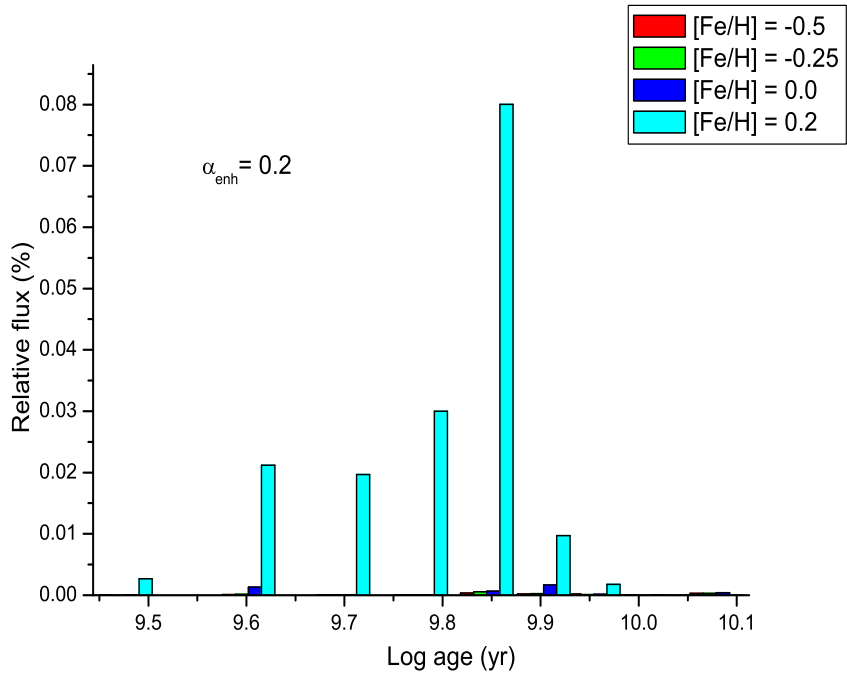


$z=0.004$ (esquerda) e $z=0.008$ (direita)



$z=0.02$ (esquerda) e $z=0.05$ (direita)





Apêndice B

Artigos publicados ao longo do doutorado

O primeiro artigo é sobre a análise dos 5 primeiros autovetores da tomografia PCA aplicada na galáxia NGC 7097 e já foi publicado ([Ricci et al., 2011](#)).

O segundo artigo descreve os 3 AGNs detectados na galáxia NGC 1380 e foi submetido para publicação em 25/2/2013.

No terceiro artigo, é apresentada a modelagem do disco de gás da galáxia de Andrômeda, resultando em um cálculo independente da massa do SMBH desta galáxia. Este artigo já foi publicado ([Menezes et al., 2013](#)).

NGC 7097: THE ACTIVE GALACTIC NUCLEUS AND ITS MIRROR, REVEALED BY PRINCIPAL COMPONENT ANALYSIS TOMOGRAPHY

T. V. RICCI, J. E. STEINER, AND R. B. MENEZES

Instituto de Astronomia Geofísica e Ciências Atmosféricas-Universidade de São Paulo, Rua do Matão, 1226,
Cidade Universitária, São Paulo-SP, CEP 05508-090, Brazil; tiago@astro.iag.usp.br
Received 2011 February 18; accepted 2011 April 29; published 2011 May 18

ABSTRACT

Three-dimensional spectroscopy techniques are becoming more and more popular, producing an increasing number of large data cubes. The challenge of extracting information from these cubes requires the development of new techniques for data processing and analysis. We apply the recently developed technique of principal component analysis (PCA) tomography to a data cube from the center of the elliptical galaxy NGC 7097 and show that this technique is effective in decomposing the data into physically interpretable information. We find that the first five principal components of our data are associated with distinct physical characteristics. In particular, we detect a low-ionization nuclear-emitting region (LINER) with a weak broad component in the Balmer lines. Two images of the LINER are present in our data, one seen through a disk of gas and dust, and the other after scattering by free electrons and/or dust particles in the ionization cone. Furthermore, we extract the spectrum of the LINER, decontaminated from stellar and extended nebular emission, using only the technique of PCA tomography. We anticipate that the scattered image has polarized light due to its scattered nature.

Key words: galaxies: active – galaxies: elliptical and lenticular, cD – galaxies: individual (NGC 7097) – galaxies: kinematics and dynamics – galaxies: nuclei – techniques: spectroscopic

1. INTRODUCTION

Active galactic nuclei (AGNs) form a heterogeneous group of objects including quasars, Seyfert galaxies, low-ionization nuclear-emitting regions (LINERs), and others. The dominant view today is that these objects are associated with the capture of gas by a supermassive black hole located at the centers of those galaxies. In the optical, their spectra are characterized by broad and intense emission lines. Quasars are among the more luminous types of AGNs and are typically found at higher redshifts. At lower luminosities one finds Seyfert galaxies, whose spectra are characterized by intense lines from high-ionization species and LINERs (Heckman 1980), with enhanced lines from low-ionization species. In both cases, the host galaxy is usually detected. Seyfert galaxies are typically spiral galaxies, while LINERs and quasars are more frequently seen in elliptical galaxies (Ho 2008).

Seyfert galaxies (and LINERs as well) can be divided into two types: those that have permitted lines wider than the forbidden lines (type 1) and those that have both types of lines with similar widths (type 2). The unified model (Osterbrock 1978; Antonucci 1993) suggests that the broad-line emission region (BLR) is surrounded by a torus of gas and dust, so depending on the orientation of this torus relative to our line of sight, one can or cannot observe the BLR, thereby explaining the existence of the two types of Seyfert galaxies. This model is convincingly verified by the spectropolarimetric observations of NGC 1068 (Antonucci & Miller 1985).

In this Letter, we analyze a data cube for the central part of the elliptical galaxy NGC 7097, obtained with the Gemini Multi-Object Spectrograph-Integral Field Unit (GMOS-IFU) spectrograph on the Gemini South Telescope, with the goal of detecting and characterizing low-luminosity AGNs in early type galaxies. Data cubes are large sets of measurements with two spatial

(spaxels) and one spectral (pixels) dimension, composed of several tens of millions of measurements. Extracting information from such cubes is a complex task and the traditional methods of spectral analysis are inadequate, so new methods are much needed and welcome. The number of spectrographs capable of producing such large data cubes is increasing rapidly. For instance, the *James Webb Space Telescope* will have five IFUs and all projected extremely large telescopes plan to provide at least one IFU in their first generation instruments. In this letter, we analyze a data cube of NGC 7097 with a recently developed methodology (principal component analysis (PCA) tomography; Steiner et al. 2009) and show its power to extract useful information.

NGC 7097 is an E5 elliptical galaxy, according to RC 3 (de Vaucouleurs et al. 1991) at a distance of 32.4 Mpc (Tonry et al. 2001). This galaxy shows strong emission of [O II] $\lambda 3727$ (Caldwell 1984) and [N II] $\lambda 6584$ which has a width of FWHM = 423 km s⁻¹ (Phillips et al. 1986); the strong [N II] emission was confirmed by Pizzella et al. (1997). The presence of these strong low-ionization emission lines, not produced in H II regions, indicates that the gas requires a non-thermal ionization source. Caldwell et al. (1986) detected a disk of gas, with a radius of 15", aligned with the axis of the galaxy (the position angle of the galaxy is P.A. = 18°), counterrotating with respect to the stellar component. As the extent of the galaxy is 1.9 arcmin on the sky, the gaseous disk has nearly $\frac{1}{4}$ of the size of the galaxy. However, Buson et al. (1993), using imaging in H α + [N II] and the adjacent continuum, found that the extended emission is rotated by -30° from the stellar isophotes; that is, the emission disk has a P.A. = -12° . These authors estimate the inclination of the gaseous disk as 57° . Zeilinger et al. (1996) also detected a disk structure with an inclination $i = 62^\circ$ with respect to the plane of the sky while Pizzella et al. (1997) found 67° .

2. OBSERVATIONS, REDUCTION, AND DATA TREATMENT

The observations of NGC 7097 were made on 2008 July 31, at the Gemini South Telescope.¹ We used the IFU of the GMOS (Hook et al. 2004; Allington-Smith et al. 2002) in the single slit mode. This mode allows the object and the sky to be observed simultaneously by 500 and 250 micro-lenses, respectively, located in the focal plane of the telescope. The micro-lenses divide the image of the object into slices of 0.2 arcsec and are coupled to an array of optical fibers arranged linearly on the nominal location of the slit spectrograph (pseudo-gap). The observation of the object and sky are separated by 1 arcmin. The final product is a data cube with two spatial dimensions spanning 3.5×5 arcsec and one spectral dimension. This allows the construction of images in a specific wavelength range, or the extraction of the spectrum in a given region of space. We use the grating B600-G5323, with a central wavelength of observation in 5650 Å. The spectra cover a range of 4228–7120 Å and have a resolution of 1.8 Å, as measured from the skyline [O I] 5577 Å.

The usual lamp and sky flat fields as well as bias exposures were taken for the data cube corrections. Exposures of a Cu–Ar lamp were taken for wavelength calibration and a data cube of the star LTT 9239 was obtained for the flux calibration. The seeing was measured to be 1''.0. The resulting data were reduced using the standard Gemini IRAF² package and a spatial sampling of 0.05 arcsec per pixel, while the CCD spaxel has 0''.1 \times 0''.1. Bias and background subtractions were made, as well as the corrections for the fiber response, removal of cosmic rays, and subtraction of the sky from both the observations of the galaxy and also from the standard star.

The spatial high-frequency noise in the data cube was suppressed using a Butterworth filter (Gonzalez & Woods 2002) applied to the Fourier transform of each image in the data cube. The parameters of the filter $H(u, v)$ were $n = 6$ and $a = b = 0.15 F_{\text{NY}}$, i.e., $H(a, b) = 0.5$, where F_{NY} is the Nyquist frequency of the spatial component of the cube. After removing the high-frequency noise, the data cube of NGC 7097 still has a signature of low-frequency instrumental noise, which is present in almost all the observations made with the GMOS-IFU. To reduce such instrumental “fingerprints” we have developed a technique that uses PCA tomography in the wavelet space of the data cube’s spatial dimensions. We have no space here to describe this procedure, nor is it the scope of this Letter. This technique is laborious and is described in detail in J. E. Steiner et al. (2011, in preparation). This technique was successfully applied to remove the low-frequency instrumental noise to the data cube discussed in this Letter.

The GMOS-IFU data were obtained without an atmospheric dispersion corrector. Thus, the data cube suffers from the effect of atmospheric dispersion, which increases with the air mass of the observation. To correct for the atmospheric dispersion, we used the equations of Filippenko (1982) and Bönsch & Potulski (1998). Finally, the cube was deconvolved

in the spatial dimension using the Richardson–Lucy method with six iterations and a Gaussian point-spread function (PSF) with FWHM = 1''.0. After deconvolution, the estimated final PSF has an FWHM = 0''.7, as indicated by our experience from processing many other stellar profiles of other observing programs.

3. DATA ANALYSIS AND RESULTS

The analysis of large data cubes may become complex and overwhelming, as it may involve tens of millions of pixels. More concerning is that, given this complexity, only some restricted subset of the data ends up being analyzed; the rest is at the risk of being largely ignored. To overcome the complexity of analyzing such large data cubes, we employ a method of data cube analysis based on PCA. This method extracts the significant information content associated with the data through an effective dimensional reduction, facilitating its interpretation. PCA compresses the data, originally expressed as a large set of correlated variables, into a small but optimal set of uncorrelated variables, ordered by their eigenvalues. An important aspect of PCA is that the eigenvectors are mutually orthogonal; if there are physically uncorrelated phenomena expressed in the data cube, they possibly will align with different eigenvectors in decreasing order of importance. Furthermore, PCA is a nonparametric statistic, therefore, there are no parameters or coefficients to adjust depending on the users’ experience and skills, or on physical and geometrical parameters of a proposed model. PCA, therefore, provides a unique and objective solution.

PCA has been used many times in the astronomical literature, and a more extended presentation of this technique is given in Murtagh & Heck (1987) and Fukunaga (1990). Most of the applications of PCA in astronomy are related to finding eigenvectors for a population of objects. In the present case, we want to apply the technique to a single data cube in which the objects are spaxels (spatial pixels). The wavelength pixels are their properties. PCA produces eigenvectors (the uncorrelated variables), which we refer to, also, as eigenspectra, and tomograms, which are images of the data projected onto each eigenvector. In traditional tomographic techniques, one obtains images that represent “slices” in three-dimensional space (the human body, for example), or in velocity space (Doppler Tomography). In PCA tomography, one obtains images that represent “slices” of the data (tomograms) in the eigenvector space. Each tomogram is associated with an eigenspectrum. The simultaneous analysis of both brings a new perspective to the interpretation of them. For a full presentation of PCA tomography, see Steiner et al. (2009); a shorter version is presented in Steiner et al. (2010).

We will illustrate the method of PCA tomography by applying it to our data of the galaxy NGC 7097 and interpreting the first five principal components in terms of physical properties. The first eigenvector, which explains 99.53% of the data cube variance, is shown in Figure 1 and is very similar to the integrated spectrum of the field of view (see Figure 2). The added contribution of eigenvectors 2–5 explain 0.46% of the variance in the data cube. This shows the great redundancy of this type of data and has relevance in discriminating non-redundant information. By removing the effects of the strongest correlations one can look to the less significant ones. The tomograms and eigenvectors 2–5 are shown in Figure 3.

Eigenvector 2, explaining 0.38% of the variance, reveals correlations between features associated with transitions of $H\beta$, [O III] $\lambda\lambda$ 4959, 5007, [O I] λ 6300, $H\alpha$, [N II] $\lambda\lambda$ 6548, 6583, and [S II] $\lambda\lambda$ 6714, 6732, with relative intensity typical of LINERs

¹ Based on observations obtained at the Gemini Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under a cooperative agreement with the NSF on behalf of the Gemini partnership: the National Science Foundation (United States), the Science and Technology Facilities Council (United Kingdom), the National Research Council (Canada), CONICYT (Chile), the Australian Research Council (Australia), Ministério da Ciência e Tecnologia (Brazil), and Ministerio de Ciencia, Tecnología e Innovación Productiva (Argentina).

² IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy (AURA) under cooperative agreement with the National Science Foundation.

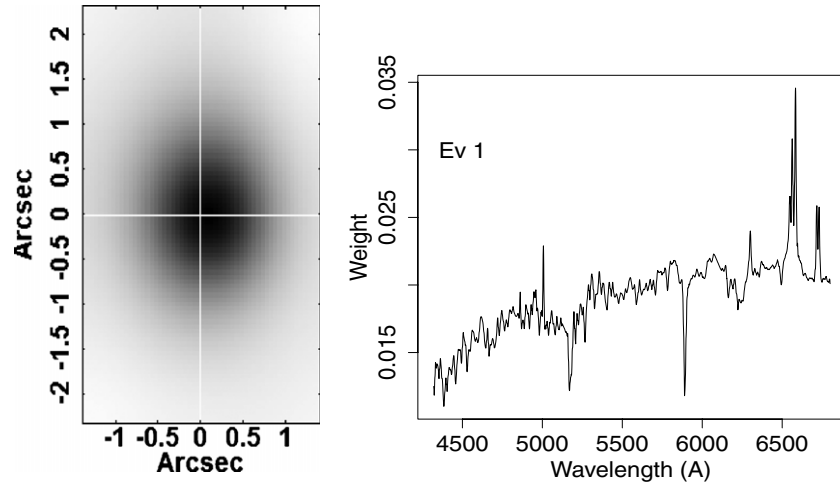


Figure 1. Eigenvector (Ev 1) and tomogram of principal component 1 of the data cube of NGC 7097. Black means stronger and white means weaker correlation.

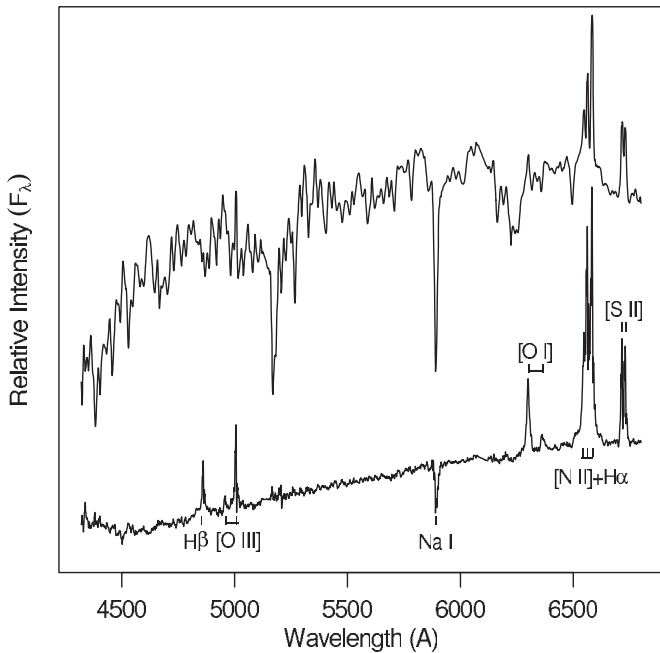


Figure 2. Spectrum of NGC 7097. The top curve shows the spectrum summed over all spaxels. This spectrum is dominated by the stellar emission in the field of view, but we can see the lines of $H\alpha$, $[N II]$, and $[S II]$. The bottom curve shows the extracted AGN spectrum, using the technique of feature suppression. In this spectrum we can clearly see the features of LINER emission and broad, although weak, Balmer lines. The two spectra are shown in relative intensity units, but on the same scale.

(Heckman 1980). These characteristics are also correlated with a red continuum and interstellar absorption of $Na I \lambda 5891$. The tomogram shows the location of the object.

In eigenvector 3, explaining 0.05%, we observe an anticorrelation between the red and blue wings of the features associated with the emission lines (also see Figure 4). The tomogram reveals that the blue (approaching) material is in the south while the red (receding) material is in the north. The position angle (P.A.) is -10° . This is a signature of rotating gas, which is also seen in the galaxies NGC 4736 (Steiner et al. 2009) and M 81 (Schnorr Müller et al. 2011).

In the fourth eigenvector, with 0.02% of the variance, there is again a correlation between emission line features typical of a LINER, but this time correlated with a blue continuum and the

absence of interstellar absorption of $Na I$. The radial velocities in eigenvectors 2 and 4, estimated from the $[O I] \lambda 6300$ transition, differ by less than 10 km s^{-1} , well below the spectral resolution, which is 90 km s^{-1} .

The fifth eigenvector, with 0.01% of the variance, presents an eigenspectrum in which there is an anticorrelation between the low-velocity line features and their blue and red wings (see Figures 3 and 4). The fifth tomogram reveals a low-velocity extended correlation that is located along the axis of rotation of the gas (perpendicular to the disk). The region associated with the line wings, for the high-rotation velocity, corresponds to the disk, as seen in the third eigenvector. We interpret the low-velocity region as the ionization bi-cone.

How far can we look to the eigenvector before running into noise? We have conducted the “scree test” (see Figure 1 in Steiner et al. 2009 for an explanation) and found that noise dominates all eigenvectors above number 7. Eigenvalue 8 is 0.0017%, 10 times smaller than eigenvalue 5.

The LINER appears twice, in components 2 and 4. It is possible to reconstruct a data cube removing eigenvector 1 using the technique of “feature suppression” (see Section 6 of Steiner et al. 2009). Performing the suppression allows us to extract the spectrum of the central region, as shown in Figure 2. This illustrates, using only PCA, how one can isolate the spectrum of a low-luminosity AGN decontaminated from the stellar and nebular emission. In Figure 2 we see that the Balmer lines have a weak broad component. This object is, therefore, of type 1 (sometimes also classified as type 1.8, given the weakness of the broad $H\alpha$, or L_b). The relative intensities of the narrow lines are consistent with a LINER (Heckman 1980); we measured $[O III] \lambda 5009/H\beta \sim 1.5$, $[N II] \lambda 6584/H\alpha \sim 1.2$ (compare with Pizzella et al. 1997 and Phillips et al. 1986), and $[O I] \lambda 6300/H\alpha \sim 0.34$. For typical LINERs, $[O III] \lambda 5009/H\beta < 3$, $[N II] \lambda 6584/H\alpha > 0.5$, and $[O I] \lambda 6300/H\alpha > 0.05$ (Osterbrock & Ferland 2006). From the original spectrum, we estimate the reddened $H\alpha$ luminosity as $5.0 \pm 1.0 \times 10^{37} \text{ erg s}^{-1}$. We will not attempt to estimate the reddening as this will be done in more detail in a forthcoming paper.

4. DISCUSSION AND CONCLUSIONS

We have seen that the eigenvectors and tomograms 2, 3, 4, and 5 can be interpreted as physical phenomena with distinct spectral properties. We summarize tomograms 2–5 in Figure 5. On the

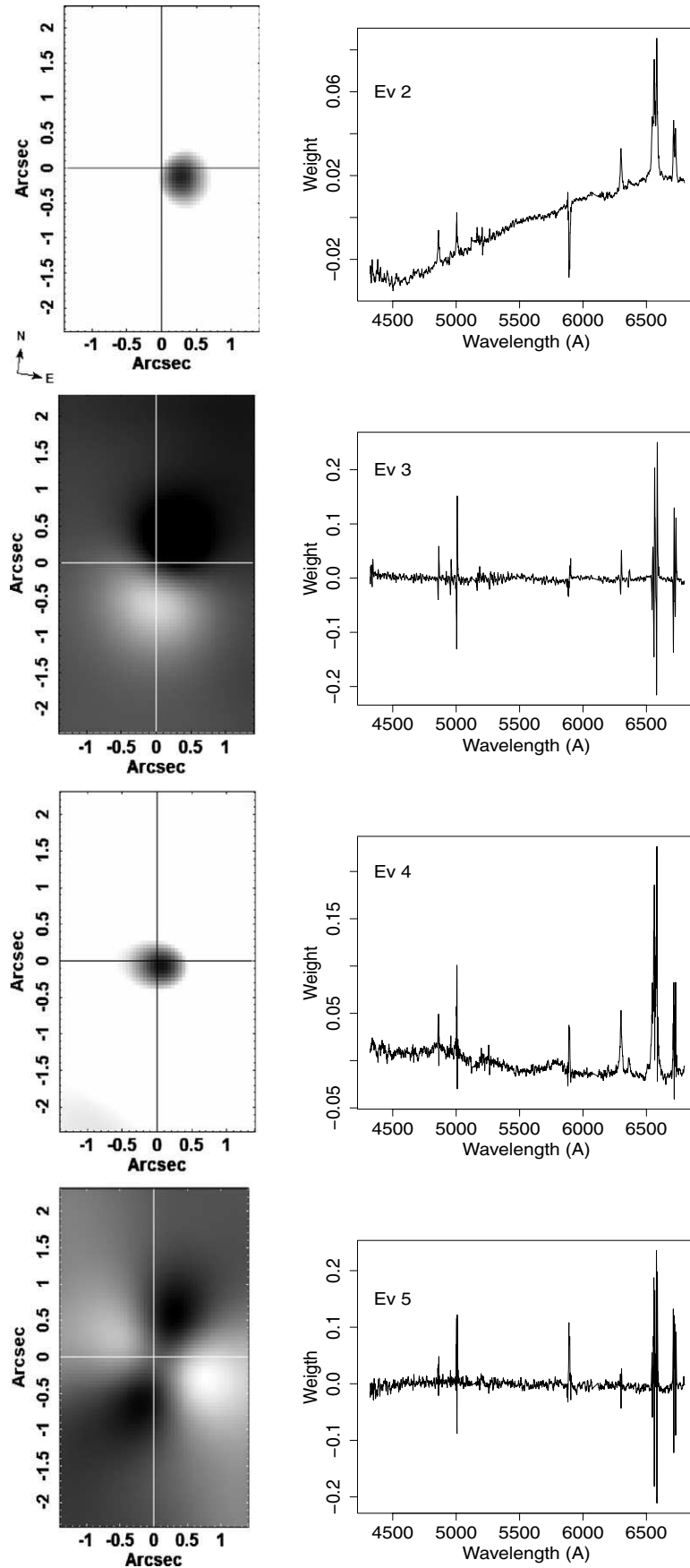


Figure 3. Eigenvectors (Ev2 to Ev5) and tomograms of principal components 2–5 of the data cube of NGC 7097. In tomograms 3 and 5, “black” means correlation and “white” means anticorrelation. In tomograms 2 and 4, we display only the tip of the positive correlations.

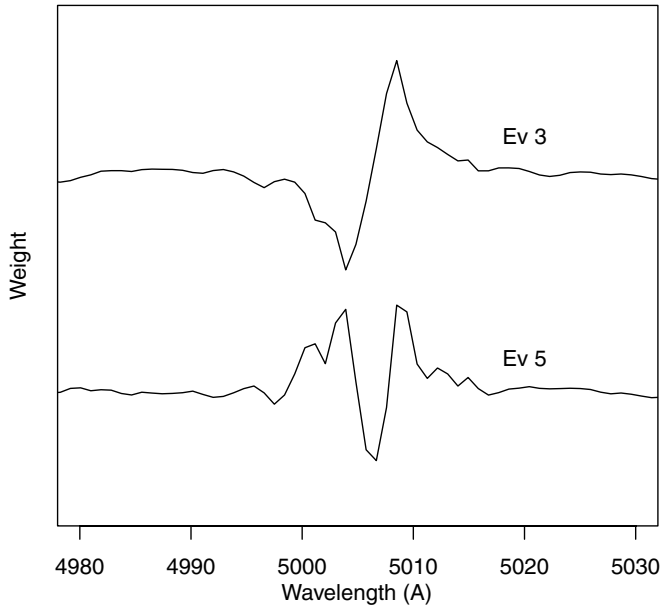


Figure 4. Expanded eigenvectors 3 (Ev 3, top) and 5 (Ev 5, bottom) for the wavelength region near the [O III] 5007 Å line. These characteristics are interpreted as the anticorrelation produced by a rotating disk (in eigenvector 3) and that between the disk (wings of the lines) and the bi-cones (core of the lines; in eigenvector 5).

left we see each one with a specific color (as indicated) and on the right we show a sketch that illustrates our interpretation. It seems clear that the LINER is seen twice, once directly through the disk of gas and dust (Ev 2), manifested by the heavily extinguished continuum spectral slope and by interstellar neutral gas absorption. This same AGN is also seen (Ev 4) scattered by free electrons existing in the ionization cone; dust particles could also be present and produce additional scattering, especially in the blue. As we do not have reliable information on the absolute spectral behavior of the reflected continuum, we cannot say whether the scattering is independent of wavelength (as expected by electron scattering) or blue (if the scattering is produced by dust). This scattered image is less subjected to dust reddening or interstellar absorption by the disk, at least not as much as the object seen directly.

The gaseous disk, identified in eigenvector 3, has a position angle of P.A. = -10° ; it is co-aligned with the disk described by Caldwell et al. (1986) and Buson et al. (1993) which is ~ 15 times larger.

We identify eigenvector 5 as representing the bi-cone in anticorrelation with the disk. The profile has a correlation in the low-velocity core anticorrelated with the wings. Spatially, the wings are associated with the region corresponding to the disk (EV3). The central core in the eigenspectrum (see Figures 3 and 4), seen in anticorrelation with the wings, is correlated with a structure in the respective tomogram that is perpendicular to the gaseous disk-looking, just like an ionization bi-cone. This disk-cone anticorrelation is expressed because the disk is quite highly inclined, presenting high velocities while the cones are less inclined with low intrinsic velocities. In agreement with this interpretation, an image of the [O III] $\lambda 5007$ shows a weak extended emission along the near-side cone. One problem with this interpretation is that the far-side cone is slightly brighter than the near-side. We have to assume that this is an intrinsic asymmetry. Although this is not necessarily the only possible interpretation for the eigenvector 5, it seems to be self-consistent and is the only one we could find. The existence of this ionization

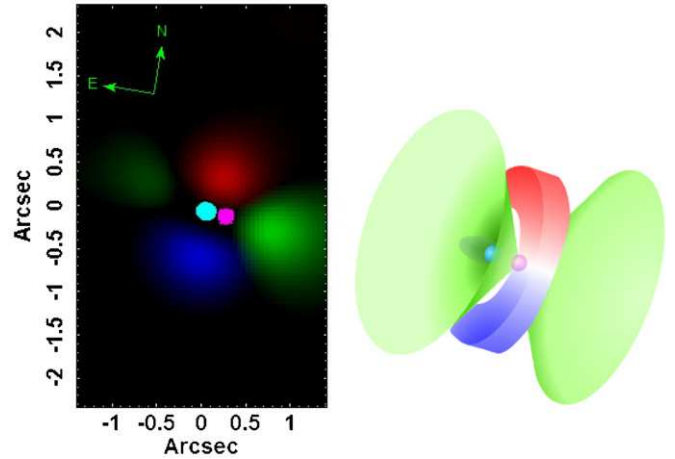


Figure 5. Tomograms 2, 3, 4, and 5. The left image shows the combination of tomograms 2 (magenta), 3 (red: positive; blue: negative), 4 (cyan), and 5 (green). The extended emission in blue and red corresponds to the rotating disk of gas around the AGN. The small dots correspond to the emission of the AGN seen directly (magenta) and reflected in the ionization cone (cyan). The emission in green represents the bi-cone ionization. Right: model of the central region of the galaxy NGC 7097.

bi-cone has not been reported previously for this galaxy. In drawing the disk shown in Figure 5, we have assumed the inclination angle determined by Pizzella et al. (1997), 67° , and postulated a cone half-opening angle of 57° . An opening angle much different from this would not produce two such close AGN images as observed.

The separation between the two images of the AGN is about $0''.2$ while the seeing was $\sim 1''$ (Figure 5). This is possible because the PCA is a filtering technique. Each tomogram produces an image of correlations and, therefore, can be interpreted representing the data in distinct “filters.” This does not produce super-resolution but can image phenomena with angular separations smaller than the resolution. The basic reason for this is that correlations are present below the seeing limit and not destroyed by the random variations in the PSF. We predict that the blue dot in Figure 5 should have polarized light because of its scattered nature.

In conclusion, we presented a new method of locating and extracting scattered light from AGNs that does not use the well-known method of spectropolarimetry but instead uses PCA analysis combined with three-dimensional spectroscopy.

We thank Alex Carciofi and J. E. Bjorkman for critically reading the manuscript. We also thank Felipe Andrade Oliveira for helping with the illustrations. T.V.R. and R.B.M. thank FAPESP for support under grants 2008/06988-0 (T.V.R.) and 2008/11087-1 (R.B.M.). We thank the anonymous referee for valuable suggestions that improved the quality of this Letter.

REFERENCES

- Allington-Smith, J., et al. 2002, *PASP*, **114**, 892
 Antonucci, R. 1993, *ARA&A*, **31**, 473
 Antonucci, R. R. J., & Miller, J. S. 1985, *ApJ*, **297**, 621
 Bönsch, G., & Potulski, E. 1998, *Metrologia*, **35**, 133
 Buson, L. M., et al. 1993, *A&A*, **280**, 409
 Caldwell, N. 1984, *PASP*, **96**, 287
 Caldwell, N., Kirshner, R. P., & Richstone, D. O. 1986, *ApJ*, **305**, 136
 de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, H. G., Jr., Buta, R. J., Paturel, G., & Fouqué, P. 1991, *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies* (New York: Springer)

- Filippenko, A. V. 1982, *PASP*, **94**, 715
- Fukunaga, K. 1990, *Introduction to Statistical Pattern Recognition* (2nd ed.; New York: Academic)
- Gonzalez, R. C., & Woods, R. E. 2002, *Digital Image Processing* (2nd ed.; Upper Saddle River, NJ: Prentice-Hall)
- Heckman, T. M. 1980, *A&A*, **87**, 152
- Ho, L. C. 2008, *ARA&A*, **46**, 475
- Hook, I. M., Jørgensen, I., Allington-Smith, J. R., Davies, R. L., Metcalfe, N., Murowinski, R. G., & Crampton, D. 2004, *PASP*, **116**, 425
- Murtagh, F., & Heck, A. 1987, *Multivariate Data Analysis* (Dordrecht: Reidel)
- Osterbrock, D. E. 1978, *Proc. Natl. Acad. Sci.*, **75**, 540
- Osterbrock, D. E., & Ferland, G. J. 2006, in *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, ed. D. E. Osterbrock & G. J. Ferland (2nd ed.; Sausalito, CA: Univ. Science Books), 361
- Phillips, M. M., Jenkins, C. R., Dopita, M. A., Sadler, E. M., & Binette, L. 1986, *AJ*, **91**, 1062
- Pizzella, A., et al. 1997, *A&A*, **323**, 349
- Schnorr Müller, A., Storchi-Bergmann, T., Riffel, R. A., Ferrari, F., Steiner, J. E., Axon, D. J., & Robinson, A. 2011, *MNRAS*, **413**, 149
- Steiner, J. E., Menezes, R. B., Ricci, T. V., & Oliveira, A. S. 2009, *MNRAS*, **395**, 64
- Steiner, J. E., Menezes, R. B., Ricci, T. V., & de Oliveira, A. S. 2010, in *IAU Symp. 267, Co-Evolution of Central Black Holes and Galaxies*, ed. B. M. Peterson, R. S. Somerville, & T. Storchi-Bergmann (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 85
- Tonry, J. L., Dressler, A., Blakeslee, J. P., Ajhar, E. A., Fletcher, A. B., Luppino, G. A., Metzger, M. R., & Moore, C. B. 2001, *ApJ*, **546**, 681
- Zeilinger, W. W., et al. 1996, *A&AS*, **120**, 257

A triple black hole system at the centre of the S0 galaxy NGC 1380

J.E. Steiner¹, T.V. Ricci¹ & R.B. Menezes¹

¹ Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo, São Paulo, SP 05508-090, Brazil

Supermassive black holes (SMBH) seem to be at the centre of every massive galaxy, with a mass of about 0.1% of that of all stars in the host galaxy's bulge¹⁻³. This ratio seems to be a consequence of how galaxies and black holes evolve; the more massive being products of the merging of less massive ones⁴. When galaxies merge, their respective black holes wander within the newly formed galaxy until they sink to the centre due to dynamical friction⁴⁻⁶. They end up interacting with each other, forming a gravitationally bound binary, and eventually merge into a larger black hole. When a binary does not coalesce before a subsequent merger with a third galaxy, a system of three gravitationally interacting SMBHs is expected to form. Triple SMBHs may hold important clues to our understanding of massive galaxy formation^{7,8}. We here report the discovery of a spatially resolved triple system of Active Galactic Nuclei (AGN) within 0.69'' (57 pc) from the centre of the S0 galaxy NGC 1380, a member of the Fornax cluster, at a distance of 18 Mpc. The closest AGN pair, separated by 16 pc is, possibly, a gravitationally-bound black hole binary. Numerical simulations predict that, in such configurations, one of the three black holes (most likely the least massive one) may end up being ejected from the galaxy, due to the gravitational slingshot mechanism⁸⁻¹⁰.

We analyzed archival data from the Hubble Space Telescope (HST), taken with $H\alpha+[NII]$ and I filters. The continuum subtracted image of $H\alpha+[NII]$ of NGC 1380 (Figs. 1b and 2a) shows a dusty disk some $\sim 10''$ in diameter. One can also see three point-like sources with point spread functions (PSFs) similar to those of stars in the same frames. We will call the central object, coinciding with the centre of the stellar bulge Object 1; Object 2 is $0.20''$ (at a projected distance of 16 pc) to the northeast of Object 1; Object 3 is at $0.69''$ (57 pc) to the south of Object 1. The position angles (PA) are $PA(1-2) = +60^\circ$ and $PA(1-3) = -2^\circ$. These three Objects have relative intensities of, respectively, 100:94:60 in the continuum subtracted image of $H\alpha+[NII]$. This galaxy is known to have emission lines in its nucleus and has been classified as a LINER¹¹.

With the aim of analyzing the nature of these three objects, we have observed the nucleus of this galaxy with the Gemini Multi-Object Spectrograph Integral Field Unit (GMOS-IFU) on the Gemini South telescope; one 30-minute exposure was taken in the wavelength range $4550 \text{ \AA} - 7415 \text{ \AA}$, with a spectral resolution of $R \approx 2900$, under medium quality seeing conditions ($0.76''$). The data were reduced in IRAF environment, using the tasks of the Gemini package. At the end of the process, a data cube was obtained, with $3.5'' \times 5''$ spatial dimensions and spaxels of $0.05'' \times 0.05''$. This data cube was then submitted to a data treatment process developed by our group¹²⁻¹⁴. The estimated PSF of the final data cube has FWHM $\sim 0.64''$, as estimated from the $[O I] \lambda 6300 \text{ \AA}$ line. Spectral synthesis was applied to the spectrum of each spaxel with the Starlight¹⁵ software, using the base of stellar spectra MILES¹⁶. The procedure resulted in a synthetic stellar spectrum for each spaxel that was subtracted from the original one, leaving a data cube with emission lines only.

The image of $H\alpha$ equivalent width from the GMOS-IFU field of view (FOV) is shown in Fig. 2b. The central region is associated with the nucleus and strong emission is seen along the gaseous disk. The two extremes are associated with two diffuse HII regions, barely noticeable in the HST image as a weak emission, to the north and to the south of the centre. In the $[NII] \lambda 6583$ equivalent width map (Fig. 2c) this H II emission is barely visible; however, in this image, as well as in the $[N II] \lambda 6583/H\alpha$ ratio along the $PA(3-1)$, one can clearly see Object 3 as well as the nucleus (Objects 1+2) – Fig. 4a.

Could these 3 stellar-like objects be three AGN? To answer this question, one needs to study their line ratios. This is not straightforward because the emission is contaminated by the diffuse H II emission; in addition, the spatial resolution, even with the superb image quality of the Gemini telescopes, does not resolve the objects; Object 1 and 2, in particular, are severely blended. In a pseudo-slit along the PA of Objects 3-1, the [NII] $\lambda 6583/H\alpha$ ratio clearly shows two levels at the objects of interest: it is 1.50 ± 0.10 for Object 3 –Fig. 4a (it is more difficult to estimate the line ratios for the unresolved 1+2 pair –Fig 4b). Our estimate is [NII] $\lambda 6583/H\alpha = 1.7\pm 0.2$ for Object 1 and 1.8 ± 0.2 for Object 2. These ratios should be taken as lower limits, because of the contamination from the H II emission, and allow us to classify all three objects as AGN¹⁸ – that is, associated with black holes.

An additional question is: Can these AGN be classified as LINERs or Seyfert nuclei? For this classification, one needs two ratios, the other usually being [O III] $\lambda 5007/H\beta$. In the present case, the ratio is 1.00 ± 0.13 for Object 3. For the blend of Objects 1 and 2, the integrated [O III]/ $H\beta$ line ratio is 1.79 ± 0.22 . The H II emission presents ratios from 0.61 to 0.84. This means that they are probably LINERs¹⁸ although we cannot exclude the possibility that they are Seyfert 2 nuclei.

The integrated de-reddened $H\alpha$ luminosity of Objects 1+2 is $L(H\alpha) = 5.9 \times 10^{39}$ erg/s and for Object 3, $L(H\alpha) = 1.9 \times 10^{39}$ erg/s. In both cases the uncertainty is 0.18 dex. As the [N II]+ $H\alpha$ intensity as well as the ratio [N II] $\lambda 6583/H\alpha$ are similar for Objects 1 and 2, their $L(H\alpha) \sim 2.9 \times 10^{39}$ erg/s. The corresponding bolometric luminosities¹⁷ are $L_{bol} = 6.5 \times 10^{41}$ erg/s for each of the Objects 1 and 2 and $L_{bol} = 4.2 \times 10^{41}$ erg/s for Object 3 - typical luminosities for LINERs¹⁷. The Eddington limit imposes lower limits to the masses of $3600 M_{sun}$ for Objects 1 and 2 and $2300 M_{sun}$ for Object 3. Object 1, being at the centre of the bulge, is likely to be the SMBH, concentrating most of the mass, while the other two are consistent with being intermediate mass black holes (IMBH). The average electron density, as estimated from the [S II] lines, is $\sim 300 \text{ cm}^{-3}$ for Objects 1+2 as well as for Object 3. Combined with the $H\alpha$ luminosities, this implies masses in the range $1-2 \times 10^4 M_{sun}$ for the ionized gas for each object¹⁸.

The radial velocity along the gaseous disk, as measured from $H\alpha$ and [NII] lines, is quite symmetric with respect to the nucleus, reaching ± 200 km/s at $\sim 2''$ from the centre (Figs. 2d

and 4c). At the position of Objects 1 and 2, the velocity of both objects seems to be nearly 0 km/s. At the position of Object 3, the radial velocity of the gaseous disk is $\sim +157$ km/s and the lines show blue-shifted wings.

The radial velocity, determined from the line-of-sight velocity distribution (LOSVD)¹⁹ (Figs. 3a and 4d), as established by the stellar spectra, shows a disk around the galactic centre (Object 1). This disk is not uniform and may perhaps be characterized as having kinematically decoupled components. The σ map has a unusual structure (Fig. 3b) and one wonders if this irregular σ distribution might be caused by the interaction between the wandering black holes and the stellar field, destroying the inner stellar disk that usually exists in S0 galaxies²⁰.

The intensity-weighted velocity dispersion of NGC 1380 over the FOV is $\sigma = 231$ km/s. Assuming that the M- σ relation³ holds for this galaxy, this corresponds to a total mass of $2.4 \times 10^8 M_{\text{sun}}$ for three black holes. If concentrated on a single one (Object 1 probably has most of the mass), its radius of influence would be $R_{\text{infl}} = 20$ pc (0.24"). Object 2 is at the projected distance of 0.20" from Object 1, close to the radius of influence of the central black hole. They could, thus, be a *bona fide* gravitationally-bound binary system of black holes, although not in the hard phase²¹.

In the merging process of two galaxies, the two black holes are initially quite separated. Cases of two AGN with kpc scale separation are called "dual AGN" to distinguish them from the cases of "binary AGN" in which the two black holes form tight, gravitationally-bound binaries. Several examples of dual AGNs are now known⁶, most of which are found in major mergers of galaxies.

Triple systems of gravitationally bound or unbound black holes, as the one we are reporting here, have also been predicted to exist. Numerical simulations suggest^{7,8} that triple SMBHs scour out cores in stellar bulges with mass deficits, often seen in massive ellipticals. Triple systems should be ~ 2 times more effective than successive binary coalescences in scouring out cores⁸. This suggests that triple systems may help to explain the large mass deficit found in massive ellipticals²¹⁻²³. Triple systems of AGN with kpc scale have been reported in early phase mergers at low^{24,25} and high²⁶ redshift but, so far, none at the central region of a normal galaxy in the local Universe.

We do not have enough information to derive the masses of the individual objects. It seems unlikely that they are consequences of major mergers, otherwise one would probably not see what seems to be a normal S0 galaxy. The presence of dust and ionized gas in the central $\sim 10''$ (Fig. 1b) suggests that at least one of the mergers must have been gas-rich. Being part of the Fornax cluster favors frequent mergers, given the high galaxy density of the cluster environment. Minor mergers are supposed to be inefficient in star formation²⁷. Therefore, it must have been a minor merger; otherwise it would have produced significant stellar formation, not detected by our stellar spectral synthesis.

- 1- Ferrarese, L. & Merritt, D. A fundamental relation between supermassive black holes and their host galaxies. *Astrophys. J.* **539**, L9-L12 (2000).
- 2- Gebhardt, K., et al. A relationship between nuclear black hole mass and galaxy velocity dispersion. *Astrophys. J.* **539**, L13-L16 (2000).
- 3- Gültekin, K., et al. The M- σ and M-L relations in galactic bulges, and determinations of their intrinsic scatter. *Astrophys. J.* **698**, 198-221 (2009).
- 4- Begelman, M. C., Blandford, R. D. & Rees, M. J. Massive black hole binaries in active galactic nuclei. *Nature* **287**, 307-309 (1980).
- 5- Merritt, D. & Milosavljevic, M. Massive black hole binary evolution. *Living Rev. Relat.* **8**,8 (2005)
- 6- Komossa, S. Observational evidence for binary black holes and active double nuclei. *Mem. S. A. It.* **77**, 733-741 (2006).
- 7- Iwasawa, M., Funato, Y., & Makino, J. Evolution of massive black hole triples. I. Equal mass binary-single systems. *Astrophys. J.* **651**, 1059-1067 (2006).
- 8- Hoffman, L. & Loeb, A. Dynamics of triple black hole systems in hierarchically merging massive galaxies. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **377**, 957-976 (2007).
- 9- Saslaw, W. C., Valtonen, M. J. & Aarseth, S. J. The gravitational slingshot and the structure of extragalactic radio sources. *Astrophys. J.* **190**, 253 -270 (1974).
- 10- Valtonen, M. J. Triple black hole systems formed in merger galaxies. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **278**, 186-190 (1996).
- 11- Annibali, F., Bressan, A., Rampazzo, R., Zeilinger, W. W., Vega, O. & Panuzzo, P. Nearby early-type galaxies with ionized gas. IV. Origin and powering mechanism of the ionized gas. *Astron. Astrophys.* **519**, 40-72 (2010).
- 12- Steiner, J. E., Menezes, R. B., Ricci, T. V. & Oliveira, A. S. PCA Tomography: how to extract information from data cubes. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **395**, 64- 75 (2009).

- 13- Ricci, T. V., Steiner, J. E. & Menezes, R. B. NGC 7097: The Active Galactic Nucleus and its Mirror, Revealed by Principal Component Analysis Tomography. *Astrophys. J.* **734**, L10-L15 (2011).
- 14- Menezes, R. B., Steiner, J. E. & Ricci, T. V. Collimation and scattering of the AGN emission in the Sombrero galaxy. *Astrophys. J.* **765**, L1-L6 (2013).
- 15- Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., Stasinska, G. & Gomes, J. M. Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies – I. Spectral synthesis method. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **358**, 363-378 (2005).
- 16- Vazdekis A., Sánchez-Blázquez P., Falcón-Barroso J., Cenarro A. J., Beasley M. A., Cardiel, N., Gorgas J. & Peletier R. F., Evolutionary stellar population synthesis with MILES - I. The base models and a new line index system. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **404**, 1639-1671. (2010).
- 17- Ho, L. C. Nuclear activity in nearby galaxies. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **46**, 475-539 (2008).
- 18- Osterbrock, D. E. & Ferland, G. J. *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei* (University Science Books, 2006).
- 19- Cappellari, M. & Emsellem, E. Parametric recovery of line-of-sight velocity distributions from absorption-line spectra of galaxies via penalized likelihood. *Pub. Astron. Soc. Pac.* **116**, 138-147 (2004).
- 20- Emsellem E., Cappellari M., Krajnovic D., et al. The ATLAS3D project - III. A census of the stellar angular momentum within the effective radius of early-type galaxies: unveiling the distribution of fast and slow rotators. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **414**, 888- 912 (2011).
- 21- Merritt, D. Mass deficits, scaling radii, and the merger histories of elliptical galaxies. *Astrophys. J.* **648**, 976-986 (2006).
- 22- Graham, A. W. Core depletion from coalescing supermassive black holes. *Astrophys. J.* **613**, L33-L36 (2004).
- 23- Kormendy, J., Fisher, D. B., Cornell, M. E. & Bender, R. Structure and formation of elliptical and spheroidal galaxies. *Astrophys. J. Supp.* **182**, 216-309 (2009)
- 24- Barth, A. J., Bentz, M. C. Greene, J. E. & Ho, L. C. An offset Seyfert 2 nucleus in the minor merger system NGC 3341. *Astrophys. J.* **683**, L119-L122 (2008)
- 25- Liu, X., Shen, Y. & Strauss, M. A. Cosmic train wreck by massive black holes: discovery of a kiloparsec-scale triple active galactic nucleus. *Astrophys. J.* **736**, L7-L11 (2011).
- 26- Schawinski, K., Urry, M., Treister, E., Simmon, B., Natarajan, P. & Glikman, E. Evidence for three accreting black holes in a galaxy at $z \sim 1.35$: a snapshot of recently formed black hole seeds? *Astrophys. J.* **743**, L37-L42 (2011).
- 27- Cox, T. J., Jonsson, P., Somerville, R. S., Primack, J. R. & Dekel, A. The effect of galaxy mass ratio on merger-driven starbursts. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **384**, 386-409 (2008).
- 28- Pogge, R. W. & Martini, P. Hubble Space Telescope imaging of the circumnuclear environments of the CfA Seyfert galaxies: nuclear spirals and fueling. *Astrophys. J.* **569**, 624-640 (2002).

Acknowledgments This work is based on observations obtained at the Gemini Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under a cooperative agreement with the NSF on behalf of the Gemini partnership: NSF (U.S.), NRC (Canada), CONICYT (Chile), ARC (Australia), MCTI (Brazil) and SECYT (Argentina) and the HST archive.

We would like to thank FAPESP for support under grants 2008/06988-0 (T.V.R) and 2008/11087-1 (R.B.M.).

Author contributions J.E.S. coordinated the work and wrote the text. T.V.R. was responsible for the data reduction, treatment and figures. R.B.M. developed part of the software and methodology.

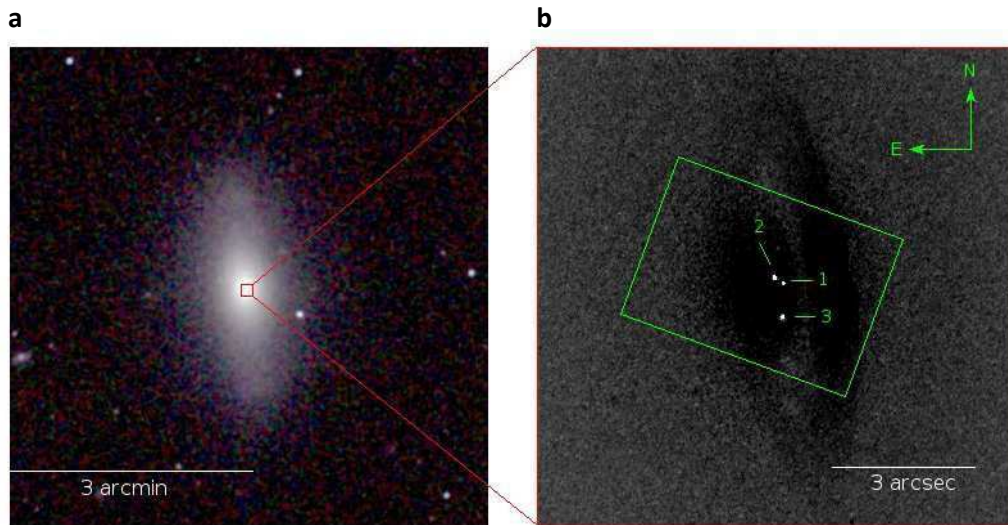


Figure 1 | The 2MASS and HST images of NGC 1380. a, The 2MASS JHK image; the central $10'' \times 10''$ are amplified and shown in b. **b,** The HST H α -continuum subtracted image; as observations with adjacent continuum is not available, we used a proxy: a fraction of the I band intensity, so that stellar emission from the galaxy's background is set to zero. The central object (Object 1, apparently the faintest is, in fact, the most luminous, but surrounded by strong interstellar extinction) coincides with the centre of the stellar bulge. The green rectangle is the FOV of the GMOS-IFU.

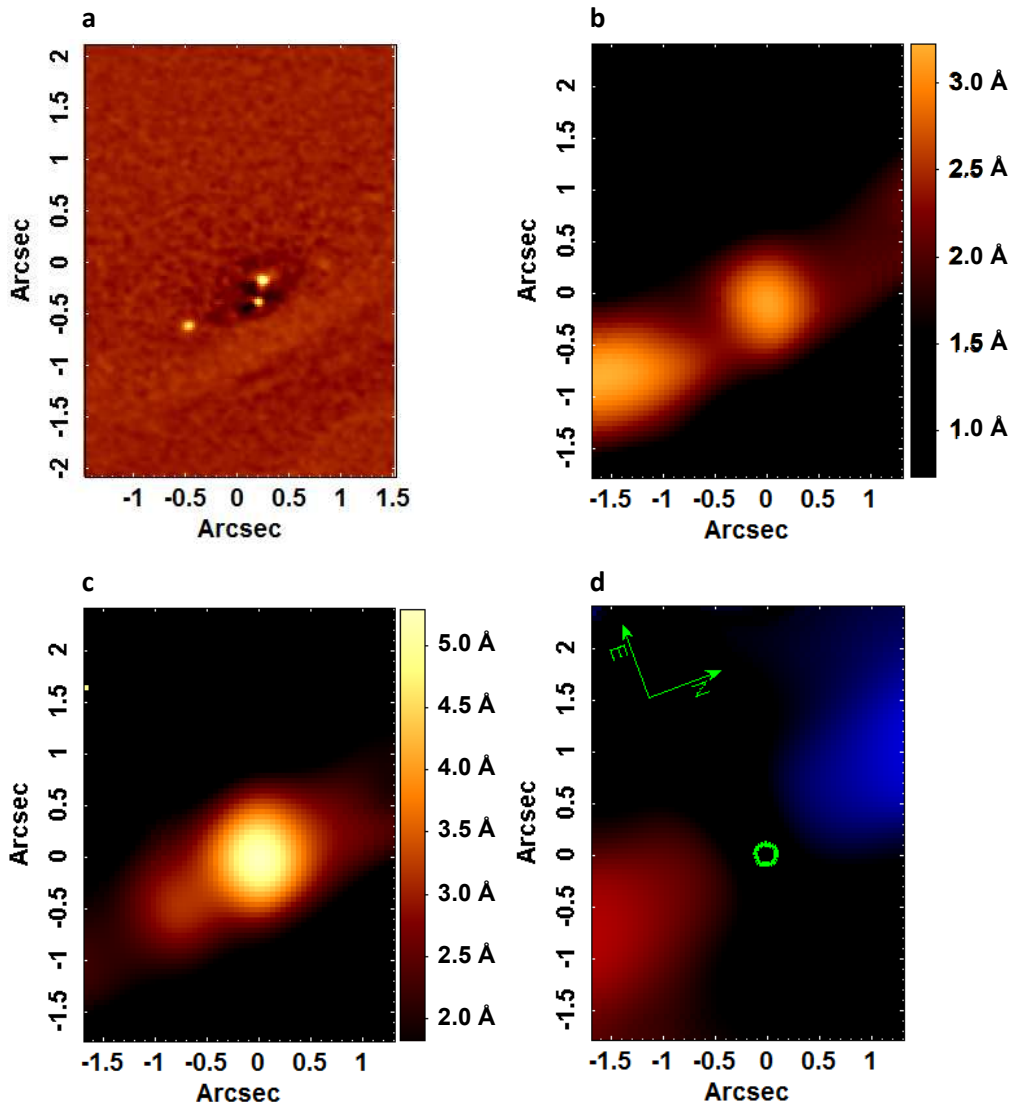


Figure 2 | The emission line images. a, Structure map²⁸ of the HST continuum-subtracted H α + [N II] emission covering the GMOS-IFU FOV. **b**, The H α equivalent width; here we can see the diffuse H II emission at the edges of the disk. **c**, The [N II] λ 6583Å equivalent width; the blended Object 1 and 2 are clearly seen, as is Object 3. **d**, The H α emission radial velocity, showing a gaseous (blue and redshifted) disk around the galactic nucleus. The center of the galaxy is shown as a green error circle. The velocity scale is shown in Fig. 4c.

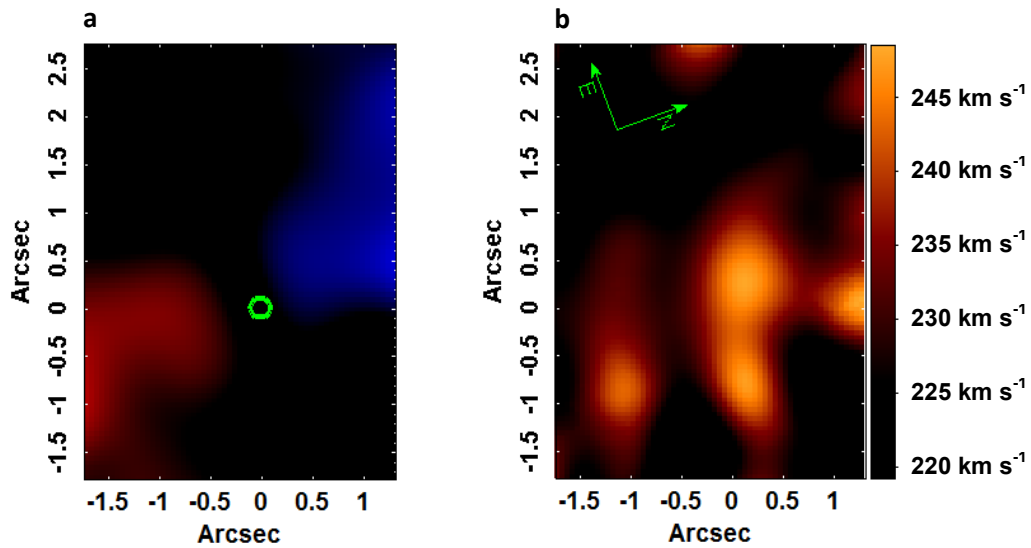


Figure 3 | **The stellar radial velocity and velocity dispersion.** **a**, The stellar radial velocity (blue and redshifted) as derived by the pPXF method¹⁹, showing a stellar disk with irregularities. The velocity scale is shown in Fig. 4d. **b**, The velocity dispersion shows an unusual irregular structure, perhaps, as a consequence of multiple black holes.

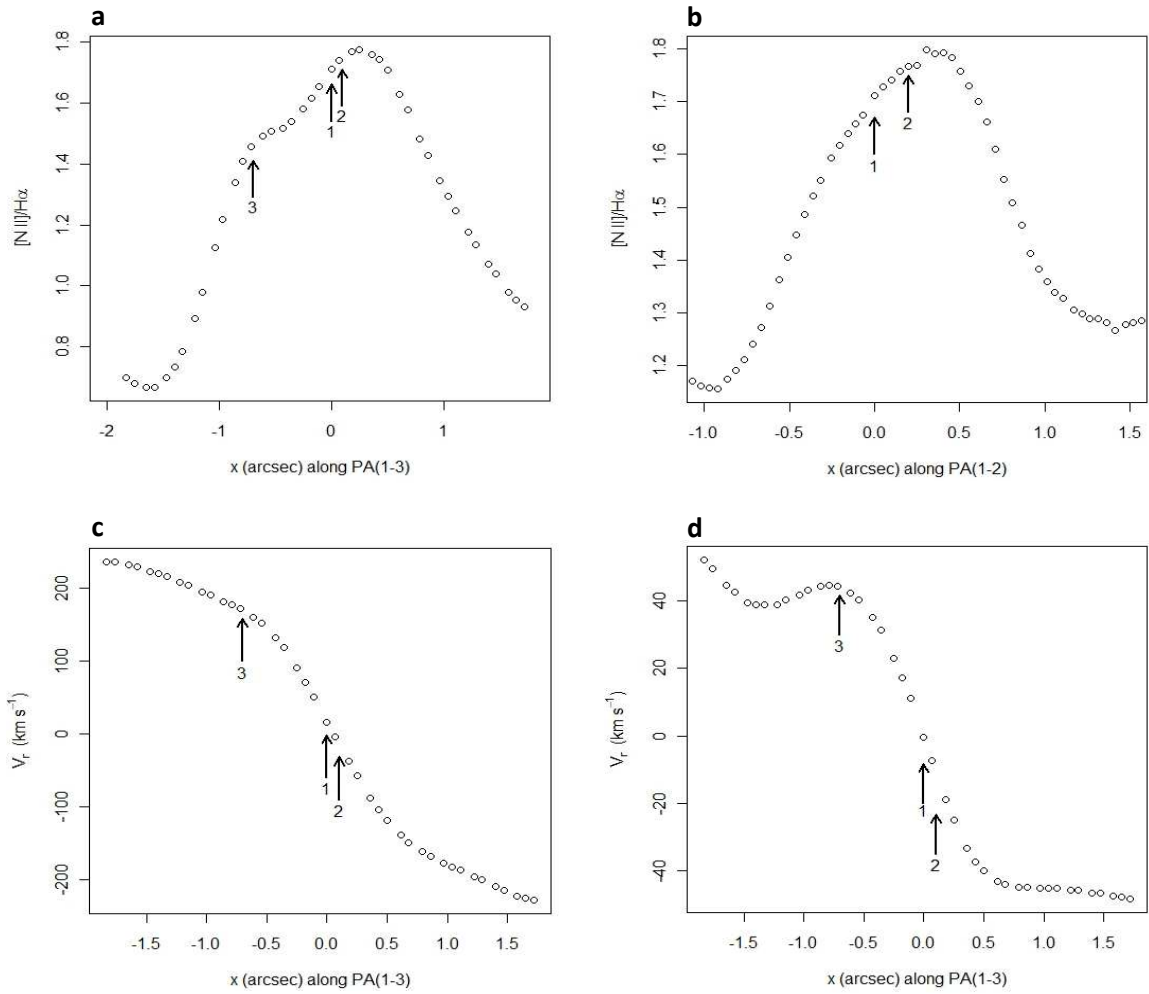


Figure 4 | The [N II] λ 6583/H α ratio and radial velocity curves. a, The [N II] λ 6583/H α ratio along a pseudo-slit with PA on Objects 3-1, showing that all three objects have [N II] λ 6583/H α \gg 1.5. **b,** the same ratio along a pseudo-slit with PA on Objects 2-1. These two objects have, together, [N II] λ 6583/H α $>$ 1.7; this ratio is higher in Object 2 than in Object 1. **c,** The radial velocity of [N II] λ 6583+H α along a pseudo-slit with PA on Objects 3-1. **d,** The same as in c, for the radial velocity of the stellar component.

DISCOVERY OF AN H α EMITTING DISK AROUND THE SUPERMASSIVE BLACK HOLE OF M31

R. B. MENEZES, J. E. STEINER, AND T. V. RICCI

Instituto de Astronomia Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo, Rua do Matão 1226,
Cidade Universitária, São Paulo, SP CEP 05508-090, Brazil; robertobm@astro.iag.usp.br
Received 2012 July 18; accepted 2012 November 27; published 2012 December 20

ABSTRACT

Due to its proximity, the mass of the supermassive black hole in the nucleus of the Andromeda galaxy (M31), the most massive black hole in the Local Group of galaxies, has been measured by several methods involving the kinematics of a stellar disk which surrounds it. We report here the discovery of an eccentric H α emitting disk around the black hole at the center of M31 and show how modeling this disk can provide an independent determination of the mass of the black hole. Our model implies a mass of $5.0^{+0.8}_{-1.0} \times 10^7 M_{\odot}$ for the central black hole, consistent with the average of determinations by methods involving stellar dynamics, and compatible (at 1σ level) with measurements obtained from the most detailed models of the stellar disk around the central black hole. This value is also consistent with the M - σ relation. In order to make a comparison, we applied our simulation on the stellar kinematics in the nucleus of M31 and concluded that the parameters obtained for the stellar disk are not formally compatible with the parameters obtained for the H α emitting disk. This result suggests that the stellar and the H α emitting disks are intrinsically different from each other. A plausible explanation is that the H α emission is associated with a gaseous disk. This hypothesis is supported by the detection of traces of weaker nebular lines in the nuclear region of M31. However, we cannot exclude the possibility that the H α emission is, at least partially, generated by stars.

Key words: galaxies: individual (M31) – galaxies: kinematics and dynamics – galaxies: nuclei – techniques: spectroscopic

1. INTRODUCTION

All massive galaxies appear to host a supermassive black hole (with 10^6 – $10^{10} M_{\odot}$) at their center (Gültekin et al. 2009; McConnell et al. 2011). Measuring the mass of central black holes in galaxies is of great importance, as the discovery of a relationship between mass and the velocity dispersion of the stars in the central bulge, the M - σ relation (Ferrarese & Merritt 2000; Gebhardt et al. 2000), reveals the possible co-evolution of black holes and their host galaxies (Granato et al. 2004).

M31, the Andromeda galaxy, is an Sb galaxy at a distance of 778 kpc and its nucleus can be observed with excellent spatial resolutions. Light et al. (1974), using data obtained with the Stratoscope II, revealed an asymmetry in the nuclear region of M31, as the bright nucleus did not coincide with either the center of the bulge or the maximum of the stellar velocity dispersion. However, Lauer et al. (1993), using observations from the *Hubble Space Telescope* (*HST*), showed that the galaxy possesses a double nucleus, the two components of which are called P1 (the brightest one) and P2 (located, approximately, at the center of the bulge). These two components are separated by about $0''.49$.

A model to explain the morphology of the nucleus of M31 was proposed by Tremaine (1995) and states that P1 and P2 are parts of an eccentric stellar disk around the black hole, with P1 coinciding with the apocenter and the black hole located at P2. Several refinements to this model have been put forth (Salow & Statler 2004; Peiris & Tremaine 2003; Bender et al. 2005), using *HST* data, revealed that the black hole is actually located in a structure embedded in P2 called P3, which probably corresponds to a cluster of A-type stars. Lauer et al. (2012), also using *HST* data, confirmed that P3 corresponds to a cluster of blue stars around the central black hole.

The mass of the central black hole of M31 has already been measured by at least six different techniques: (1) standard dynamical modeling ignoring asymmetries (Dressler & Richstone

1988; Kormendy 1988); (2) the center of mass argument, which depends on the asymmetry of P1+P2 (Kormendy & Bender 1999); (3) dynamical modeling of the stellar nuclear disk taking into account the asymmetry of P1+P2 (Peiris & Tremaine 2003); (4) complete dynamical modeling taking into account the asymmetries and the self-gravity of the nuclear stellar disk of P1+P2 (Salow & Statler 2004); (5) dynamical modeling of P3, which is independent of P1+P2 (Bender et al. 2005); (6) N -body simulations (Bacon et al. 2001). All of these methods involved stellar dynamics and resulted in values in the range 0.3 – $23 \times 10^7 M_{\odot}$ for the mass of the central black hole in M31.

In this Letter, we analyze a data cube of the nuclear region of M31, obtained with the Integral Field Unity (IFU) of the Gemini Multi-Object Spectrograph (GMOS) of the Gemini North telescope, and report the discovery of an eccentric H α emitting disk around the central black hole.

2. OBSERVATIONS, REDUCTION, AND DATA TREATMENT

The observations of M31 were made on 2009 September 21. We used the IFU of the GMOS of the Gemini North telescope, in the one-slit mode, in order to obtain data cubes with two spatial dimensions and one spectral dimension. The science field of view (FOV) has $5'' \times 3''.5$, while the sky FOV (observed simultaneously at a distance of $1'$ from the science FOV) has $5'' \times 1''.75$. Three 10 minute exposures of the nuclear region of M31 were made with the grating B600-G5307 in a central wavelength of 6000 \AA . The final spectra had a coverage of 4550 – 7415 \AA and a resolution of $R \sim 2900$. The estimated seeing for the night of observation was $0''.55$.

Standard calibration images were obtained during the observations. The data reduction was made in IRAF environment. At the end of the process, three data cubes were obtained with spaxels of $0''.05 \times 0''.05$. No sky subtraction was applied because

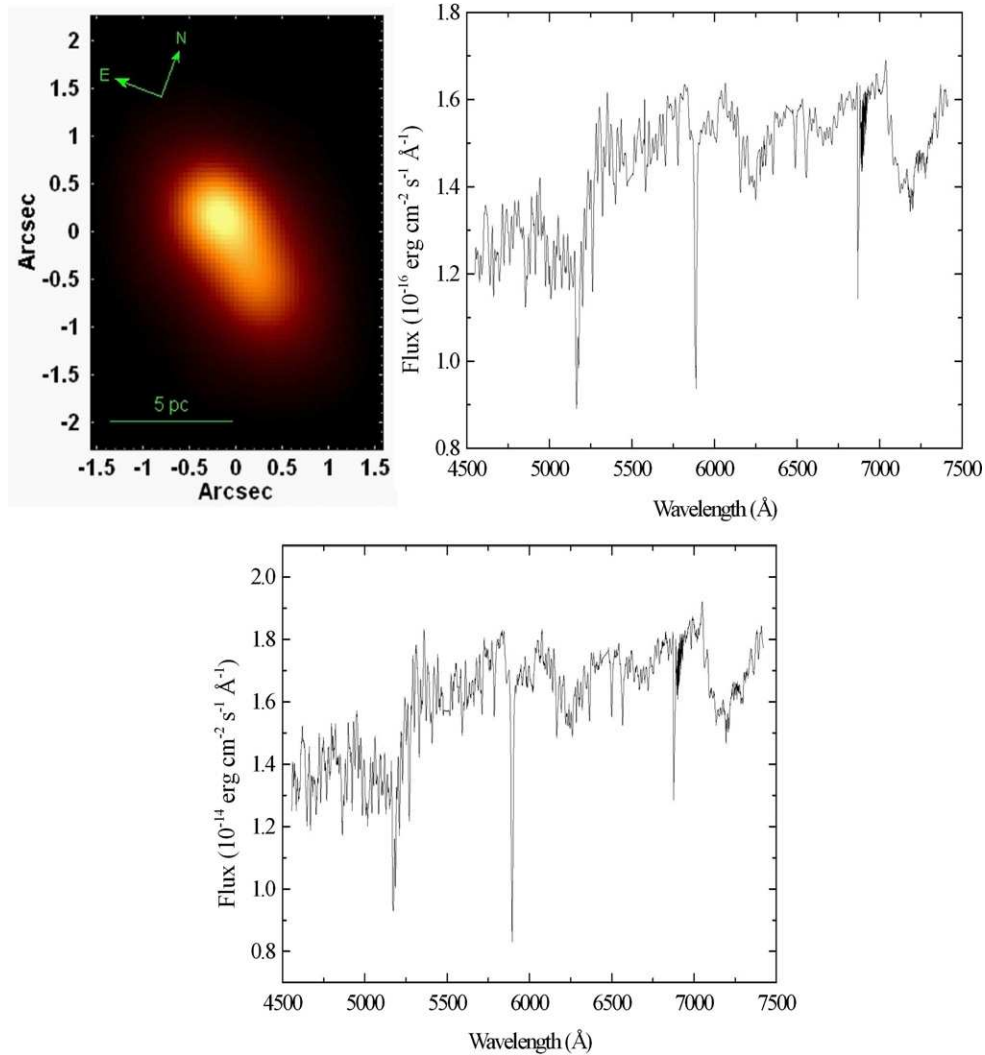


Figure 1. Top left: image of the final data cube of M31 collapsed along the spectral axis. Top right: average spectrum of the final data cube of M31. Bottom: spectrum extracted from a circular area, with a radius of $0''.15$, centered on P1.

the sky FOV (still inside the disk of M31) was contaminated with stellar emission from the galaxy.

After the data reduction, we performed a procedure of data treatment. First, a correction of the differential atmospheric refraction was applied to all data cubes using an algorithm developed by our group. In order to combine the three corrected data cubes into one, a median of these data cubes was calculated. After that, a Butterworth spatial filtering (Gonzalez & Woods 2002), with an order of $n = 2$, was applied to all the images of the resulting data cube, in order to remove spatial high-frequency noise. Finally, a Richardson–Lucy deconvolution (Richardson 1972; Lucy 1974) was applied to all the images of the data cube, using a synthetic Gaussian point-spread function (PSF). The PSF of the final data cube has FWHM $\sim 0''.45$.

Figure 1 shows an image of the final data cube of M31 (obtained after the data treatment) collapsed along the spectral axis and an average spectrum of this data cube. The brightest component of the nucleus, P1, can be easily detected; however, the fainter components, P2 and P3, cannot be seen due to the spatial resolution and the lack of spectral sensitivity in the blue (below 5000 \AA). A spectrum of P1, extracted from a circular area with a radius of $0''.15$, is also shown in Figure 1. The average signal-to-noise ratio (S/N), between 5610 \AA and 5670 \AA , of the spectra of the data cube analyzed here is close to 50.

3. DATA ANALYSIS AND RESULTS

After the data treatment, a spectral synthesis was applied to the spectrum of each spaxel of the resulting data cube of M31. This procedure was performed with the Starlight software (Cid Fernandes et al. 2005), which fits the stellar spectrum of a given object with a combination of template stellar spectra from a pre-established base. In this work, we used the base of stellar spectra MILES (Medium resolution INT Library of Empirical Spectra; Sánchez-Blázquez et al. 2006). The spectral synthesis resulted in a synthetic stellar spectrum for each spaxel. These synthetic spectra were then subtracted from the observed ones, leaving a data cube with emission lines only. The non-subtraction of the sky field during the data reduction had no observable effect in the results obtained with the spectral synthesis.

In this residual data cube, we have detected a previously unreported weak extended $H\alpha$ emission. The luminosity of this $H\alpha$ emission line, within a radius of $0''.7$ from the central black hole, is $L_{H\alpha}(\text{emission}) \approx (8.7 \pm 1.0) \times 10^2 L_{\odot}$; the equivalent width of this line is $W_{H\alpha}(\text{emission}) \approx -0.18 \pm 0.03 \text{ \AA}$, while that of the absorption component is $W_{H\alpha}(\text{stellar}) \approx 2.03 \pm 0.10 \text{ \AA}$, indicating that the extended $H\alpha$ emission is much weaker than the stellar component and therefore is hard to detect. Figure 2 shows the spectral fit of the $H\alpha$ absorption line in one

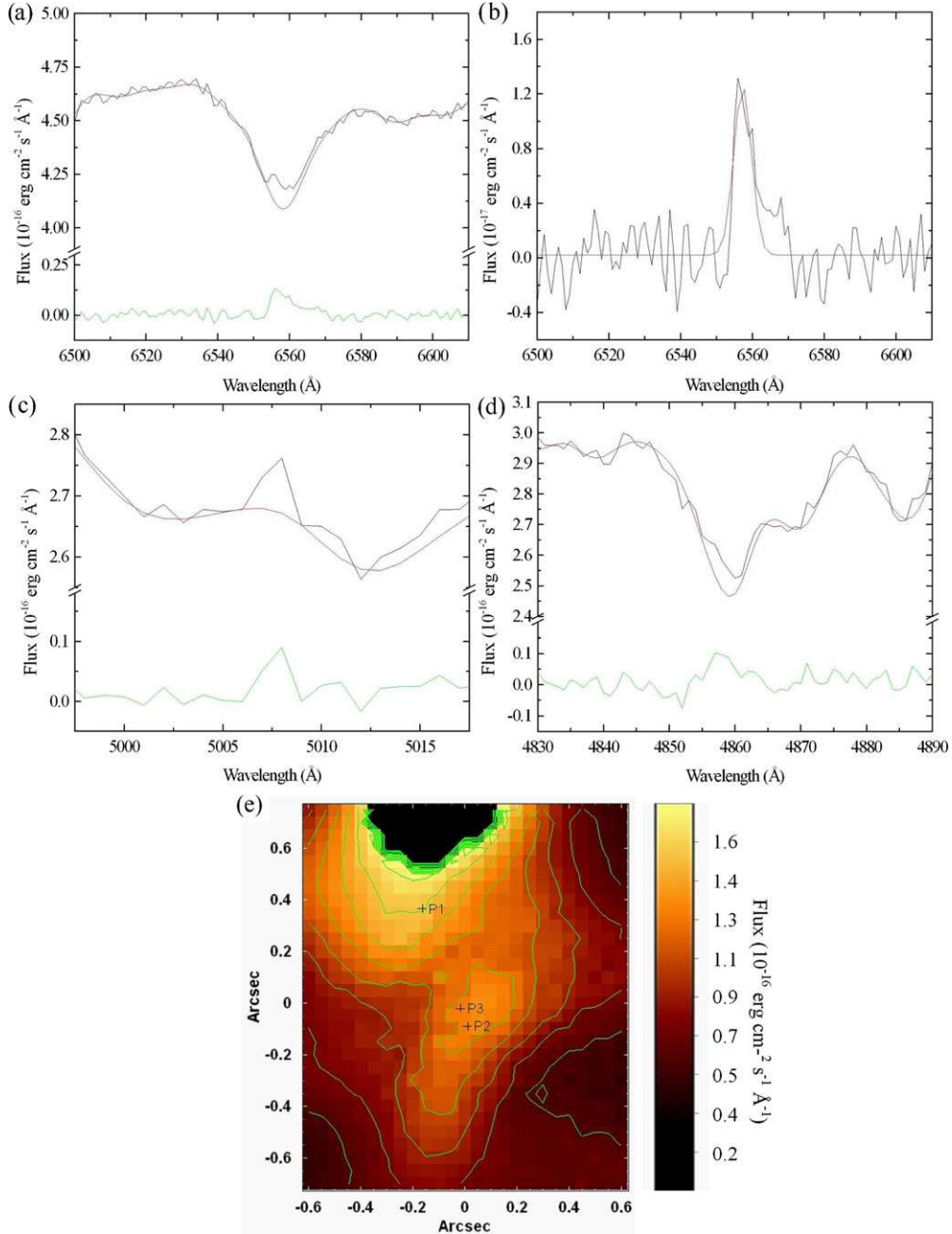


Figure 2. (a) H α absorption line of one spectrum of the data cube of M31 (+0'1;−0'3), with the spectral fit (in red) and the fit residuals (in green). (b) Same fit residuals shown in (a), with a Gaussian fit (in red). (c) [O III] λ 5007 emission line of the same spectrum shown in (a), with the spectral fit (in red) and the fit residuals (in green). (d) H β absorption line of the same spectrum shown in (a), with the spectral fit (in red) and the fit residuals (in green). (e) Map of the integrated flux of the H α emission line. The positions of P1, P2, and P3 and the contours are also shown.

spectrum of the data cube of M31 and also the fit residuals. It is possible to detect traces of an H α emission line immersed in the absorption component, however, only the subtraction of the spectral fit allowed a clear visualization of this very weak emission line. Figure 2 also reveals the presence of H β and [O III] λ 5007 emission lines. The spectral resolution of the base of stellar spectra MILES (FWHM = 2.3 \AA) is very similar to our spectral resolution (FWHM = 2.2 \AA) and, because of that, the spectral fit is quite precise and allows an accurate subtraction of the stellar emission (Figure 2). The spectra of the data cube of M31 were resampled to $\Delta\lambda = 1 \text{\AA}$ (the same spectral sampling of MILES spectra), before the spectral synthesis was applied.

In Figure 2, we can see a map of the integrated flux of the H α emission line. Only the central region of the FOV of the data cube was taken into account here because the H α emission was too faint farther away. We can see two bright areas in the vicinity of P1 and P2, respectively. This reveals a certain similarity between the extended H α emission and the double nucleus of M31 and suggests the existence of a possible H α emitting disk. An elongated emitting region from SE toward NW can also be seen; however, we do not know the origin of this peculiarity in the morphology of the extended H α emission. The area with masked values in the map corresponds to an emitting region, observed in previous studies (del Burgo et al. 2000), that is not associated to the extended H α emission detected here.

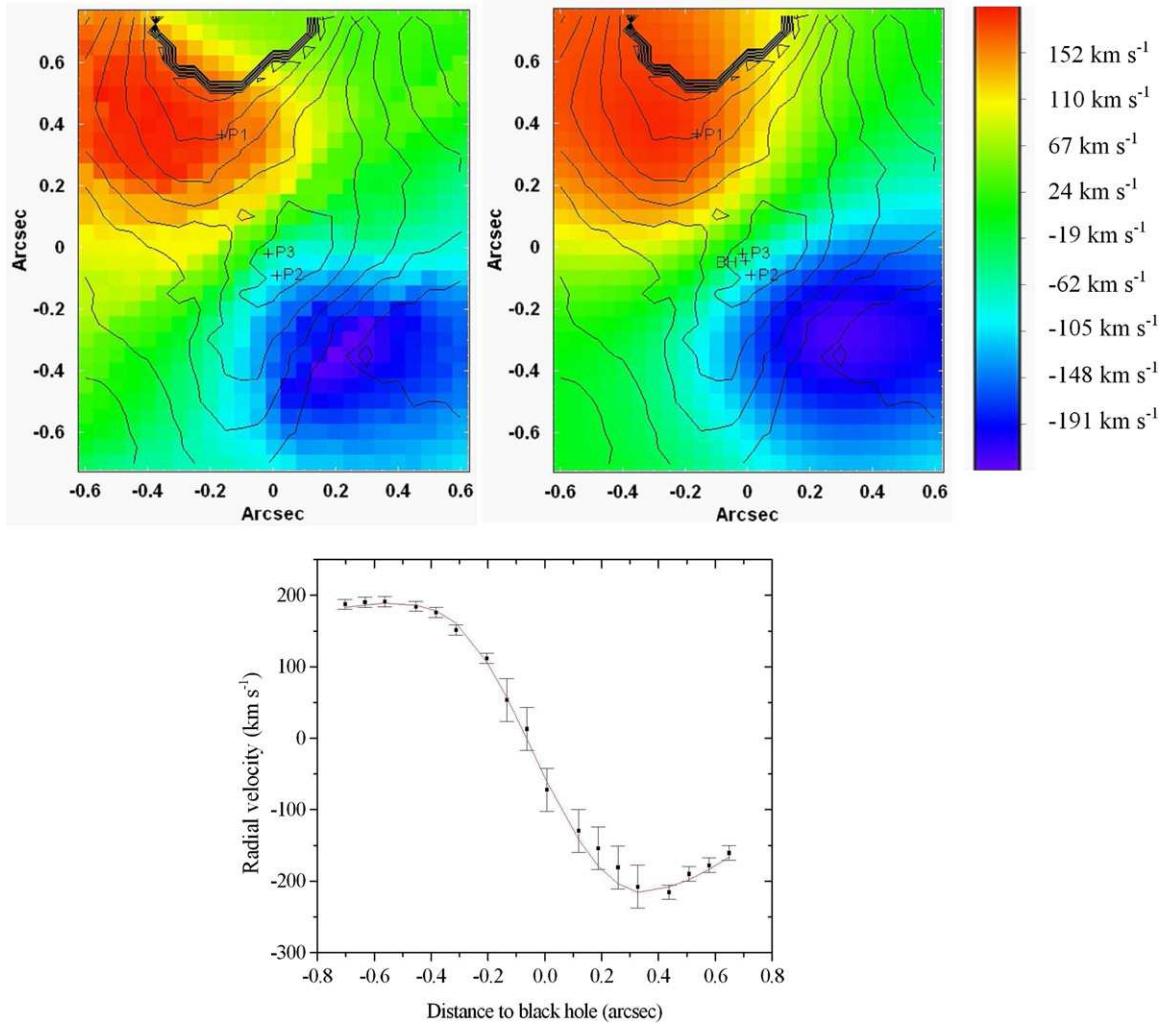


Figure 3. Top left: observed velocity map of the $H\alpha$ line. Top right: best simulated velocity map of the $H\alpha$ line, with the position of BH (the black hole in our model) indicated. The contours of the integrated flux of the $H\alpha$ line (Figure 2) and the positions of P1, P2, and P3 are shown in the observed and in the best simulated velocity maps of $H\alpha$. Bottom: velocity curve of the $H\alpha$ emission line, measured along the line of nodes. The best simulated velocity curve (in red) is superposed on the measurements (points with error bars).

This emitting region can be identified by observing its intense, compact, and narrow [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ emission.

In order to obtain a velocity map for $H\alpha$, we fitted a Gaussian function to the $H\alpha$ emission line in each spectrum of the data cube. Figure 2 shows an example of the Gaussian fit applied to the $H\alpha$ emission line detected in one spectrum of the data cube, after the subtraction of the spectral fit. We can see that despite the irregularities of the emission line, the Gaussian fit provides (with a considerable precision) the wavelength corresponding to the peak of the emission line and therefore the radial velocity. On the other hand, the irregularities observed in the $H\alpha$ emission lines, after the subtraction of the spectral fit, made determining reliable values for the velocity dispersion impossible. Therefore, such values were not taken into account in this work.

The velocity map obtained for the $H\alpha$ emission line is shown in Figure 3 and it clearly indicates the presence of an $H\alpha$ emitting disk around the central black hole. The position angle of the line of nodes of this emitting disk is $\text{P.A.}_e = 59^\circ 3 \pm 2^\circ 7$, which is very close to the value measured for the stellar disk in previous studies ($\text{P.A.}_l = 56^\circ 4 \pm 0^\circ 2$; Bacon et al. 2001). The contours in Figure 3 show that the ascending node of the $H\alpha$ emitting disk is very close to P1, while P2 and P3 are located in an area with low velocities. This behavior is very similar to what is

observed in the stellar disk. We extracted a velocity curve along the line of nodes (Figure 3) and the modulus of the maximum and minimum velocities are considerably different, indicating that any kinematical model should be eccentric.

We tried to reproduce the velocity curve and the velocity map of $H\alpha$ using a model of a simple eccentric disk around the supermassive black hole. Only a region within a radius of 0.7 from the black hole was modeled because, as mentioned previously, the disk was too faint farther away. We admitted that the stellar mass inside the radius of the modeled area was small compared to the mass of the black hole, so no stellar mass was taken into account in the model (see more details below). The emitting disk was simulated by superposing 33 concentric Keplerian orbits with the following free parameters: the argument of the pericenter ω , the inclination of the disk i , the eccentricity of the disk e , and the mass of the central black hole M_\bullet . We measured the value of the longitude of the ascending node in the velocity map ($\Omega = 128^\circ 3$), so this parameter was fixed in our model. In each simulation, after all the orbits were superposed, the model was convolved with the estimated PSF in order to simulate the effect of the Earth's atmosphere. The free parameters were varied and the simulations were made repeatedly, in order to minimize the value of the χ^2 between the

Table 1
Parameters of the Best Model Obtained for the
H α Emitting Disk and for the Stellar Disk

Parameter	H α Emitting Disk	Stellar Disk
M_{\bullet}	$(5.0 \pm 0.8) \times 10^7 M_{\odot}$	$(4.5 \pm 0.9) \times 10^7 M_{\odot}$
e	0.35 ± 0.07	0.30 ± 0.12
ω	$115^{\circ} \pm 12^{\circ}$	$250^{\circ} \pm 17^{\circ}$
i	$45^{\circ} \pm 4^{\circ}$	$55^{\circ} \pm 10^{\circ}$

observed velocity map and the simulated one:

$$\chi^2 = \frac{1}{I} \sum_{i=1}^{N_x} \sum_{j=1}^{N_y} \frac{w_{ij} \cdot I_{ij} \cdot (v_{ij}(\text{observed}) - v_{ij}(\text{simulated}))^2}{\sigma_{ij}^2}, \quad (1)$$

where N_x is the number of spaxels along the horizontal axis, N_y is the number of spaxels along the vertical axis, σ_{ij} is the uncertainty of the velocity of the spaxel (i, j) , $v_{ij}(\text{observed})$ is the velocity of the spaxel (i, j) of the observed velocity map, $v_{ij}(\text{simulated})$ is the velocity of the spaxel (i, j) of the simulated velocity map, w_{ij} is weight equal to 1 for areas near the line of nodes and equal to 0 for farther areas, I_{ij} is the value of the spaxel (i, j) of the map of integrated fluxes of H α (Figure 2), and I is the sum of the values of all spaxels of the map of integrated fluxes of H α (Figure 2).

In the previous formula, the weight w_{ij} is represented by a step function, which is equal to 1 for spaxels closer than 0".25 to the line of nodes and equal to 0 for farther spaxels. We used the values of the integrated flux of the H α emission line (I_{ij}) in the calculation of the χ^2 in order to give more weight to the spaxels with higher S/N.

The best simulated velocity map and the corresponding best simulated velocity curve are also shown in Figure 3. The parameters of the best model obtained, with $\chi^2 = 1.67$, are shown in Table 1. The uncertainties (1σ) of the parameters were estimated by plotting histograms (probability distributions) of each of the parameters of the simulation, considering only cases in which $\chi^2 - \chi_{\min}^2 < 1$. After that, we fitted a Gaussian function on each histogram and obtained the square deviation, which was taken as the uncertainty of each parameter (de Rosa et al. 2011). We can see that despite some irregularities of the observed velocity map, our model of a simple eccentric disk reproduced the observed kinematical behavior considerably well. In Figure 3, however, we can see a clear discrepancy between the observed velocity map and the simulated one in an area near the ascending node. This is the same emitting region that was masked in the map of the integrated flux of the H α emission line (Figure 2), which is not associated with the eccentric disk detected here. A by-product of this modeling was an independent determination of the position of the black hole. We found that it is at a distance of $0''.050 \pm 0''.025$ from P2, which is compatible (at 1σ level) with the position of P3 (at a distance of $0''.076$ from P2) from previous determinations (Bacon et al. 2001).

As mentioned before, in this model, we have not taken into account the effect of the mass of the stars. In order to evaluate this assumption, we used an *HST* image of the nucleus of M31 in the *V* band, obtained with WFPC2, to estimate the stellar mass within the radius of the simulated area. First, we decomposed this image into an asymmetric component (containing the stellar disk around the black hole) and a symmetric one (containing the central part of the stellar bulge). After that, we de-projected the symmetric component using a

multi-Gaussian expansion approach (Cappellari 2002). Finally, the stellar masses of the two components were calculated using a mass-to-light ratio of $M/L_V = 5.7$ (Bender et al. 2005). The results are $M_{\text{sym}} = 8.7 \times 10^5 M_{\odot}$ for the bulge component and $M_{\text{asym}} = 8.7 \times 10^6 M_{\odot}$ for the disk. Together, these two components represent 19% of the M_{\bullet} we obtained. That means that this value of M_{\bullet} resulting from our model can be at most 19% too high due to the neglect of the stellar mass. Introducing this in the previous uncertainty for the black hole mass, we obtain a final value of $M_{\text{bh-H}\alpha} = 5.0^{+0.8}_{-1.0} \times 10^7 M_{\odot}$. Since the spectral synthesis performed on the data cube provided details about the stellar populations detected, we could, in principle, have used a mass-to-light ratio derived from these results to estimate the stellar mass in the nuclear region of M31. However, we decided to use a mass-to-light ratio derived from *HST* observations (Bender et al. 2005) because, due to our spatial resolution and lack of spectral sensitivity in the blue (below 5000 Å), we did not observe certain young stellar populations in the nucleus of M31 that were clearly detected in *HST* observations.

We performed an entirely analogous modeling on a stellar velocity map obtained from the data cube of M31. Only a region within a radius of 0".8 from the black hole was modeled because the effect of the self-gravity of the stellar populations could be considerable at farther areas. The parameters of the best model obtained are shown in Table 1 and the final mass obtained for the central black hole (including the uncertainty introduced by the neglect of the stellar mass in the modeling) is $M_{\text{bh-stellar}} = 4.5^{+0.9}_{-1.1} \times 10^7 M_{\odot}$. We will show the details about this topic in R. B. Menezes et al. (2013, in preparation), since the stellar kinematics analysis is not the purpose of this Letter.

4. DISCUSSION AND CONCLUSIONS

The mass of the central black hole in M31 we obtained by modeling the kinematics of the H α emission as a simple eccentric disk ($M_{\text{bh-H}\alpha} = 5.0^{+0.8}_{-1.0} \times 10^7 M_{\odot}$) is within the range of the values found in previous determinations using stellar kinematics ($10^{6.5}$ – $10^8 M_{\odot}$ in Kormendy (1988); 3 – $7 \times 10^7 M_{\odot}$ in Dressler & Richstone (1988); $3.3^{+1.2}_{-1.8} \times 10^7 M_{\odot}$ in Kormendy & Bender (1999); $1.0 \times 10^8 M_{\odot}$ in Peiris & Tremaine (2003); $1.4^{+0.9}_{-0.3} \times 10^8 M_{\odot}$ in Bender et al. (2005); $7.0^{+1.5}_{-3.5} \times 10^7 M_{\odot}$ in Bacon et al. (2001)) and it is compatible (at 1σ level) with the measurement ($5.62 \pm 0.66 \times 10^7 M_{\odot}$) obtained with the most detailed models of the stellar disk elaborated so far (Salow & Statler 2004). This result is also compatible (at the 1σ level) with the value of the mass of the central black hole obtained by modeling the stellar kinematics as a simple eccentric disk ($M_{\text{bh-stellar}} = 4.5^{+0.9}_{-1.1} \times 10^7 M_{\odot}$). Most of the recent models used to reproduce the stellar disk around the black hole in M31 did not use a single inclination and eccentricity for the entire disk. However, the values we obtained for i and e in our best models are in the range of the ones used in several studies to model the stellar disk (0–0.7 for the eccentricity and 41° – 77° for the inclination; Salow & Statler 2004; Tremaine 1995; Peiris & Tremaine 2003).

The values of e and i obtained for the stellar and the H α emitting disks with our models are compatible at the 1σ level. This reveals a certain similarity between these two models. However, the values of ω obtained are not compatible at all. This suggests that the stellar and the H α emitting disks are intrinsically different from each other. According to what was mentioned before, we have identified a weaker H β

emission line and also traces of even weaker nebular lines, like [N II] $\lambda 6583$, [S II] $\lambda\lambda 6716, 6731$, and [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ (Figure 2), along the FOV of the residual data cube of M31. This, together with the intrinsic difference between the stellar and the H α emitting disks, suggests that the H α emission is associated with a gaseous disk. However, we cannot exclude the possibility that this emission is, at least in part, originated by stars.

The discovery of an H α emitting disk in the nucleus of M31 reported here allows an independent measurement of the mass of the central black hole in M31, and therefore has a considerable importance for the studies of this object.

This work is based on observations obtained at the Gemini Observatory. We thank FAPESP for support under grants 2008/11087-1 (R.B.M.) and 2008/06988-0 (T.V.R.) and also the anonymous referee for valuable comments about this Letter.

Facilities: Gemini:Gillett(GMOS)

REFERENCES

- Bacon, R., Emsellem, E., Combes, F., et al. 2001, *A&A*, 371, 409
 Bender, R., Kormendy, J., Bower, G., et al. 2005, *ApJ*, 631, 280
 Cappellari, M. 2002, *MNRAS*, 333, 400
 Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., Stasinska, G., & Gomes, J. M. 2005, *MNRAS*, 358, 363
 del Burgo, C., Mediavilla, E., & Arribas, S. 2000, *ApJ*, 540, 741
 de Rosa, G., Decarli, R., Walter, F., et al. 2011, *ApJ*, 739, 56
 Dressler, A., & Richstone, D. O. 1988, *ApJ*, 324, 701
 Ferrarese, L., & Merritt, D. 2000, *ApJL*, 539, 9
 Gebhardt, K., Bender, R., Bower, G., et al. 2000, *ApJL*, 539, 13
 Gonzalez, R. C., & Woods, R. E. 2002, Digital Image Processing (2nd ed.; Upper Saddle River, NJ: Prentice-Hall)
 Granato, G. L., De Zotti, G., Silva, L., Bressan, A., & Danese, L. 2004, *ApJ*, 600, 580
 Gültekin, K., Richstone, D. O., Gebhardt, K., et al. 2009, *ApJ*, 698, 198
 Kormendy, J. 1988, *ApJ*, 325, 128
 Kormendy, J., & Bender, R. 1999, *ApJ*, 522, 772
 Lauer, T. R., Bender, R., Kormendy, J., Rosenfield, P., & Green, R. F. 2012, *ApJ*, 745, 121
 Lauer, T. R., Faber, S. M., Groth, E. J., et al. 1993, *AJ*, 106, 1436
 Light, E. S., Danielson, R. E., & Schwarzschild, M. 1974, *ApJ*, 194, 257
 Lucy, L. B. 1974, *AJ*, 79, 745
 McConnell, N. J., Ma, C.-P., Gebhardt, K., et al. 2011, *Natur*, 480, 215
 Peiris, H., & Tremaine, S. 2003, *ApJ*, 599, 237
 Richardson, W. H. 1972, *OSAJ*, 62, 55
 Salow, R. M., & Statler, T. S. 2004, *ApJ*, 611, 245
 Sánchez-Blázquez, P., Peletier, R. F., Jimnez-Vicente, J., et al. 2006, *MNRAS*, 371, 703
 Tremaine, S. 1995, *AJ*, 110, 628