

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA CATARINA

Centro de Ciências Físicas e Matemáticas – CFM

ESTUDO DO TRIPLETO DO CÁLCIO EM
NÚCLEOS ATIVOS DE GALÁXIAS *

Luis Rodolfo Vega

Dissertação realizada sob orientação do Prof.
Dr. Roberto Cid Fernandes Jr. e apresentada ao De-
partamento de Física da UFSC em preenchimento par-
cial dos requisitos para obtenção do título de Mestre
em Física.

Florianópolis

2004

* Trabalho financiado pela Capes

AGRADECIMENTOS

- Ao meu orientador, Prof. Dr. Roberto Cid Fernandes Jr., pela dedicação e paciência na realização deste trabalho.
- Aos professores Raymundo Baptista e Antônio Kanaan do Grupo de Astrofísica da UFSC.
- Aos colegas do Grupo de Astrofísica da UFSC, e a todos os que me ajudaram em várias ocasiões, especialmente a Áurea e a Jean Michel; *Gracias!*
- A Telma e Sônia, do Curso de Pós-Graduação em Física da UFSC.
- A CAPES pelo apoio financeiro.
- A minha família, por me ajudar em todo momento.
- A Érica, por todo seu amor e paciência.

Resumo

Duas questões importantes no estudo dos núcleos ativos de galáxias são a determinação da massa do bojo e do buraco negro central (proporcionais à dispersão de velocidades) e o diagnóstico de suas populações estelares.

Neste trabalho apresentamos um atlas de espectros nucleares de 59 galáxias (a maioria com núcleos do tipo Seyfert 2) na faixa do vermelho, cobrindo as linhas do tripleto do cálcio em $\sim 8600 \text{ \AA}$ (CaT) e a linha nebular [SIII] $\lambda 9069$. Estes espectros são usados tanto para determinar dispersões de velocidades estelar (σ_*) e gasosa quanto para o estudo das populações estelares. Para os dados em comum com os da literatura, nossas determinações de σ_* estão em bom acordo, com incertezas da ordem de 20 km/s. As cinemáticas estelar e nebular estão correlacionadas, indicando que a dinâmica de gás está dominada em grande medida pelo potencial gravitacional central. Além disso, testamos a utilidade das larguras equivalentes do CaT e da linha CaII $\lambda 3933$ (CaK) para diagnosticar a presença de Starbursts em núcleos Seyfert. Verificamos que o CaT não resulta muito útil para determinar populações estelares jovens, ao contrário do CaK. Este resultou ser um bom indicador de idade para populações simples, para quaisquer metalicidade. O comportamento de ambas larguras equivalentes é compatível com as derivadas dos modelos de populações estelares. Verificamos também que a largura equivalente do CaT não se encontra diluída mesmo quando o CaK está, o que indica que um contínuo em forma de lei de potência no ótico não se estende até o vermelho.

Num futuro estes dados nos permitirão estimar a razão entre a massa do bojo e sua luminosidade estelar, que serve para distinguir Starburst em núcleos de galáxias.

Abstract

Two important issues in AGN understanding are bulge and black holes mass determinations, both proportional to velocity dispersions, and stellar populations diagnostics.

In this work we present an atlas of nuclear spectra for 59 galaxies (mostly Seyfert 2 nuclei) in the near infrared, covering the Calcium triplet lines in $\sim 8600 \text{ \AA}$ (CaT) and the [SIII] $\lambda 9069$ nebular line. These spectra are used to determine both stellar (σ_*) and gaseous velocity dispersions and for stellar populations studies. Our σ_* determinations are in good agreement with those in the literature, with typical uncertainties of 20 km/s. Stellar and gaseous kinematics are correlated, suggesting that the gas dynamics is dominated by the central gravitational potential. Furthermore, we test the usefulness of the equivalent widths of CaT and of the CaII $\lambda 3933$ line (CaK) as Starburst tracer in Seyfert nuclei. We confirm that CaT is a powerful discriminant to distinguish young stellar populations; in this cases, the CaK proved to be a very good age tracers for stellar simple populations, for all metallicities. The observed behaviour of both equivalent widths is consistent with those derived from stellar populations models. We also corroborate previous results that the CaT equivalent width is not diluted even when the CaK are, indicating that a power-law continuum (if present) in the visible does not extend to the infrared.

These data will allow us to estimate the ratio between bulge mass and its stellar luminosity, useful to discern Starbursts in galactic nuclei.

SUMÁRIO

1. <i>INTRODUÇÃO</i>	13
1.1 Núcleos Ativos de Galáxias (AGN)	13
1.1.1 Dinâmica estelar	15
1.1.2 Populações de estrelas jovens em núcleos Seyfert	20
1.1.3 Evidências de Starbursts em Seyfert 2s	21
1.1.4 Seyfert 2 sem Starburst	23
1.1.5 Seyfert 1 com Starburst?	24
1.2 Este trabalho	25
2. <i>AMOSTRA</i>	29
2.1 Seleção	29
2.2 Propriedades da Amostra	30
3. <i>OBSERVAÇÕES E REDUÇÃO DOS DADOS</i>	37
3.1 Kitt Peak.	37
3.2 ESO-La Silla	38
3.3 Redução dos dados do ESO	41
3.4 Redução dos dados do KPNO	45
3.5 Comentários	46

3.5.1	Características Espectrais na Região $\lambda\lambda$ 8300-9100 Å	46
3.5.2	Franjas de Interferência no CCD.	50
3.5.3	Emissão do Céu.	51
4.	<i>ATLAS DE ESPECTROS</i>	54
4.1	Espectros na faixa do tripleto do Cálcio	54
4.2	Espectros da linha [SIII] λ 9068.9	55
5.	<i>ANÁLISE DOS DADOS CINEMÁTICOS</i>	74
5.1	Dispersão de Velocidades Estelares	74
5.1.1	Método de Ajuste Direto	75
5.1.2	Resultados	78
5.1.3	Correção dos valores de σ_* para o turno ESO-Outubro	79
5.1.4	Comparação com a Literatura	82
5.1.5	Galáxias com baixa σ_*	83
5.2	Cinemática do Gás	84
5.3	Comparação das cinemáticas estelar e gasosa	86
6.	<i>LARGURA EQUIVALENTE DO TRIPLETO DO CÁLCIO</i>	102
6.1	Medidas da largura equivalente do tripleto do cálcio	102
6.2	Relação com as propriedades dos núcleos	105
6.3	Comparação com a largura equivalente do CaII K λ 3933	112
6.3.1	Evolução temporal do CaT	113
6.3.2	Evolução temporal do CaII K λ 3933	115
6.3.3	Relação entre as larguras equivalentes do CaT e do CaK	118

6.3.4	Contribuição do contínuo não-estelar	120
7.	<i>CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS</i>	125
7.1	Resultados	125
7.2	Continuação deste trabalho	127

LISTA DE FIGURAS

1.1	Relação entre M_{\odot} e σ_*	17
1.2	Relação entre M/L e a atividade nuclear	18
1.3	Espectro de HD143393 em $\sim 8500 \text{ \AA}$	26
1.4	W_{CaT} em função dos parâmetros estelares	27
2.1	Número de galáxias segundo o tipo morfológico	34
2.2	Número de galáxias segundo a velocidade radial	35
2.3	Número de galáxias segundo a atividade nuclear	36
3.1	Espectros estelares em 8350–9000 \AA	47
3.2	Espectros estelares e galático em 8350–9000 \AA	48
3.3	Franjas de interferência	51
3.4	Emissão do céu no KPNO em 8300–9200 \AA	52
3.5	Emissão do céu no ESO em 8300–9200 \AA	53
4.1	Espectros nucleares em 8400–8800 \AA - Amostra KPNO	58
4.2	Espectros nucleares em 8400–8800 \AA - Amostra KPNO	59
4.3	Espectros nucleares em 8400–8800 \AA - Amostra KPNO	60
4.4	Espectros nucleares em 8400–8800 \AA - Amostra ESO	61
4.5	Espectros nucleares em 8400–8800 \AA - Amostra ESO	62

4.6	Espectros nucleares em 8400–8800 Å - Amostra ESO	63
4.7	Espectros nucleares em 8400–8800 Å - Amostra ESO	64
4.8	Espectros nucleares em 8400–8800 Å - Amostra ESO	65
4.9	Espectros nucleares em 8400–8800 Å - Amostra ESO	66
4.10	Espectros nucleares em 8400–8800 Å - Amostra ESO	67
4.11	Espectros nucleares em 8400–8800 Å - Amostra ESO	68
4.12	Espectros nucleares em 8400–8800 Å - Amostra ESO	69
4.13	Espectros nucleares em 9070±45 Å - Amostra KPNO	70
4.14	Espectros nucleares em 9070±45 Å - Amostra ESO	71
4.15	Espectros nucleares em 9070±45 Å - Amostra ESO	72
4.16	Espectros nucleares em 9070±45 Å - Amostra ESO	73
5.1	Resultados da síntese - IC 3639	91
5.2	Resultados da síntese - NGC 1386	92
5.3	Resultados da síntese - NGC 2997	93
5.4	Resultados da síntese - NGC 4339	94
5.5	Resultados da síntese - NGC 6300	95
5.6	Comparação dos σ_* com os da literatura	96
5.7	Número de galáxias segundo σ_*	97
5.8	Número de galáxias segundo a diferença $cz_{\sigma_*} - cz_{[SIII]}$	98
5.9	Relação entre σ_* e σ_{gas} para todos os núcleos	99
5.10	Número de galáxias segundo σ_{gas}/σ_*	100
5.11	Relação entre σ_* e σ_{gas} para núcleos Seyfert	101

6.1	Cálculo de W_{CaT}	104
6.2	Relação entre W_{CaT} e a atividade nuclear	108
6.3	Relação entre W_{CaT} e o tipo morfológico	109
6.4	Relação entre W_{CaT} e FC	111
6.5	Comportamento do W_{CaT} com o tempo	116
6.6	Comportamento do índice CaT* com o tempo	117
6.7	Comportamento do W_K com o tempo	118
6.8	Relação entre W_{CaT} e W_K - Dados e modelos estelares	120
6.9	Relação entre W_{CaT} e W_K - Dados, modelos estelares e curvas de diluição	123

LISTA DE TABELAS

2.1	Galáxias observadas no KPNO	31
2.2	Galáxias observadas no ESO	32
2.3	Estrelas Padrões de Velocidade	33
3.1	Log das observações das galáxias no KPNO	39
3.2	Log das observações das galáxias no ESO	42
3.3	Log das observações das estrelas no KPNO	43
3.4	Log das observações das estrelas no ESO	43
3.5	Linhas espectrais em $\sim 8300-9100\text{\AA}$	49
5.1	Resultados da síntese - Amostra KPNO	79
5.2	Resultados da síntese - Amostra ESO	80
5.3	Comparação dos σ_* com os da literatura	85
5.4	Galáxias com σ_* nuclear baixa	86
5.5	Galáxias com emissão SIII $\lambda 9069$	87
5.6	Parâmetros de SIII $\lambda 9069$	88
5.7	Resultados Estatísticos para σ_* e $\text{FWHM}_{[SIII]}$	90
6.1	Índices adotados para calcular W_{CaT}	105
6.2	Larguras Equivalentes do CaT - Amostra KPNO	105

6.3	Larguras Equivalentes do CaT - Amostra ESO	106
6.4	W_{CaT} e FC para cada tipo de atividade nuclear	107
6.5	Galáxias com W_{CaT} e W_K	119

Capítulo 1

INTRODUÇÃO

1.1 Núcleos Ativos de Galáxias (AGN)

As primeiras observações de linhas de emissão em núcleos de galáxias datam de um século atrás (Fath 1909; Slipher, 1917). Seyfert (1943) notou algumas diferenças entre as linhas de emissão destes núcleos e as das nebulosas gasosas. Vinte anos depois foram descobertos os quasares, cujos espectros mostraram-se similares aos dos núcleos Seyfert, exceto pelo deslocamento ao vermelho das linhas espectrais, devido as suas grandes velocidades cosmológicas e, portanto às grandes distâncias em que se encontram¹. Os núcleos Seyfert foram catalogados como do tipo 1 e 2 (Kachikian & Weedman, 1971): os núcleos Seyfert 1 com linhas largas (FWHM > 1000 km/s)² permitidas em emissão, e linhas estreitas (FWHM < 500 km/s) permitidas e proibidas em emissão, e os Seyfert 2 só com linhas estreitas. As linhas largas e estreitas são

¹ A distância se obtém da lei de Hubble: $v = H_0 \times D$ ($z < 0.1$). Neste trabalho adotamos $H_0 = 75$ km/s/Mpc; assim, para $v = 1500$ km/s $\Rightarrow D \sim 20$ Mpc e 1" corresponde a ~ 100 pc no plano do céu. $v = c.z$; c = velocidade da luz, z = "redshift": afastamento ao vermelho cosmológico.

² FWHM = "Full Width at Half-Maximum": largura a metade de intensidade.

originadas nas chamadas BLR (=“Broad Line Region”: região de linhas largas) e NLR (=“Narrow Line Region”: região de linhas estreitas), respectivamente. Os núcleos Seyfert são relativamente próximos ($z < 0.1$) e de moderada luminosidade. Os espectros ópticos dos quasares mostraram-se similares àqueles dos Seyfert 1, embora a faixa de luminosidades é maior. Apareceram logo outros núcleos galácticos com características especiais em seus espectros (LINERs, Blazars, etc.) formando os assim chamados AGN (= “Active Galactic Nuclei”: Núcleos Galácticos Ativos).

O grande problema nestes objetos é sua imensa fonte de energia proveniente de uma região muito pequena (como se infere a partir da variabilidade coerente da luminosidade), i.e., nas regiões centrais dos núcleos das galáxias, que é onde o poço de potencial é maior. Para explicar isso foi invocada a presença de buracos negros (Zeldovich & Novikov, 1964; Blandford & Rees, 1992) ao redor dos quais a acreção de matéria (e a conseqüente liberação de energia gravitacional devido à queda de matéria) seria responsável pela luminosidade observada

Mesmo com uma fonte de energia tão eficiente quanto a descrita, para produzir a luminosidade observada a massa do buraco negro deveria ser milhões e até bilhões de vezes (no caso dos quasares) a massa do sol: eles são os assim chamados “buracos negros supermassivos”. A densidade de quasares é aproximadamente 500 vezes maior em $z=2-3$ do que para épocas recentes, o que indica que, mesmo com menor ou nenhuma atividade, os buracos negros supermassivos estão ainda presentes nos núcleos de galáxias próximas, tanto normais como ativos.

1.1.1 Dinâmica estelar

(a) Buracos Negros Supermassivos

A evidência observacional mais forte e relativamente fácil de obter da presença de altas concentrações de massa (i.e. buracos negros supermassivos) veio da dinâmica estelar, pois ela é melhor traçadora do potencial gravitacional do que a do gás. O resultado mais surpreendente foi que as massas dos buracos negros são proporcionais às massas dos bojos galácticos. A estimativa das massas dos buracos negros é razoavelmente boa tanto a partir dos modelos (mesmo os mais simples) quanto das observações; exemplo disso é M87: Sargent *et al* (1978) determinam uma massa de $5.10^9 M_{\odot}$ assumindo esfericidade e isotropia, e Harms *et al* (1994) determina uma massa de $3.10^9 M_{\odot}$ a partir de espectros nucleares com o “Hubble Space Telescope”.

Magorrian *et al* (1998) aplicam modelos dinâmicos a 36 galáxias a fim de reproduzir a fotometria e a cinemática: para 32 galáxias foi necessário incluir um MDO (=“Massive Dark Object”) central, o qual é explicado a continuação. Assumindo que a densidade estelar é proporcional a $R^{-\alpha}$; no caso de não ter um MDO a dispersão de velocidades estelares na linha de visada (σ_*) fica proporcional a $R^{2-\alpha}$, para $1.5 < \alpha < 3.0$, ou $R^{\alpha-1}$, para $1.0 < \alpha < 1.5$ (perfis do tipo “power-law”). Para $0.0 < \alpha < 1.0$, σ_* é aproximadamente constante (perfil do tipo “cored”). Nas galáxias luminosas ($M_V < -22$) geralmente o perfil de brilho do bojo (uma medida da densidade estelar) é do tipo “power-law”, enquanto que nas galáxias menos brilhantes ($M_V > -20.5$) o perfil é do tipo “cored”; nas galáxias de luminosidade intermédia ambos perfis coexistem. Vemos que σ_* deveria ser proporcional a $R^{0-0.5}$, o que *não é observado*. As observações são reproduzidas só se assumirmos a presença de um

MDO³. Magorrian *et al* (1998) obtêm que a massa do MDO requerida nos modelos se correlaciona com a massa do bojo como $M_{bh} \sim 0.00235M_{bojo}$, com pequenas diferenças entre galáxias com perfis “power-law” e “cored”.

Assim, ficou estabelecido que a maioria (ou todas) as galáxias elípticas, lenticulares ou bojos de espirais contêm buracos negros supermassivos. Suas presenças são consistentes com a densidade de remanentes de quasares esperados para épocas recentes.

Ultimamente, a relação de Magorrian é expressa segundo a proporção da massa do buraco negro central e a dispersão de velocidades estelares do esferóide central da forma:

$$\log\left(\frac{M_{bh}}{M_{\odot}}\right) = A + B \log\left(\frac{\sigma_*}{200km/s}\right) \quad (1.1)$$

Distintos autores determinam valores para A e B levemente diferentes, principalmente por usarem diferentes métodos e amostras. As estimativas mais recentes dão $A = 8.0$ e $B = 4.0$, o que é ilustrado na Figura 1.1; com estes valores a relação (1.1) pode ser simplificada a:

$$M_{bh}/M_{\odot} = (\sigma_*/(km/s)/2)^4 \quad (1.2)$$

Esta relação é importante pois vincula uma quantidade relativamente fácil de medir, a dispersão de velocidades estelares σ_* , com uma quantidade difícil de medir,

³ Estudos recentes (Wozniak *et al*, 2003; Márquez *et al*, 2003) têm encontrado que alguns perfis radiais na dispersão de velocidades mostram uma pequena queda central, que é atribuída à contribuição de uma componente estelar recente, ainda não virializada.

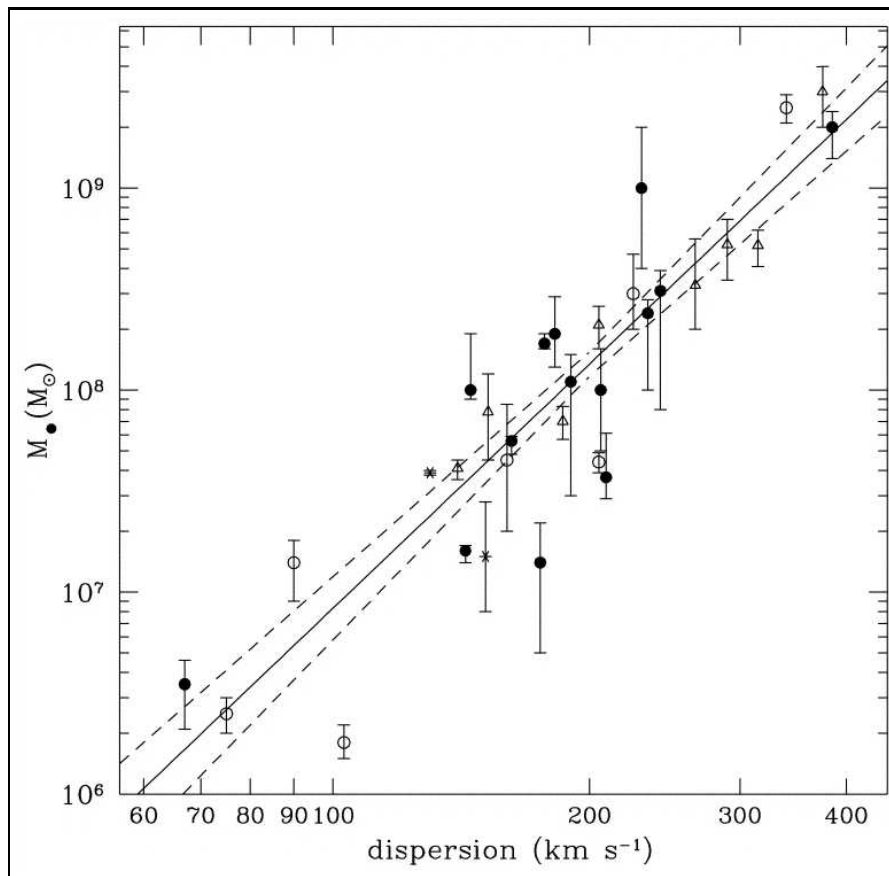


Fig. 1.1: Medidas de massas de buracos negros e dispersões de velocidades estelares, obtidas de diferentes cinemáticas: estelar (círculos), gasosa (triângulos) e maser (asteriscos). A linha cheia corresponde ao melhor ajuste usando a equação 1.1 e as pontilhadas a $\pm 1\sigma$. Extraído de Tremaine *et al* (2002).

a massa dos buracos negros no centro das galáxias M_{bh} .

(b) Relação Massa-Luminosidade M/L.

Outra quantidade importante no estudo dos núcleos de galáxias é a relação entre a Massa do esferóide central e a Luminosidade, M/L.

A Massa do esferóide central corresponde à massa virial do bojo, obtida da equação:

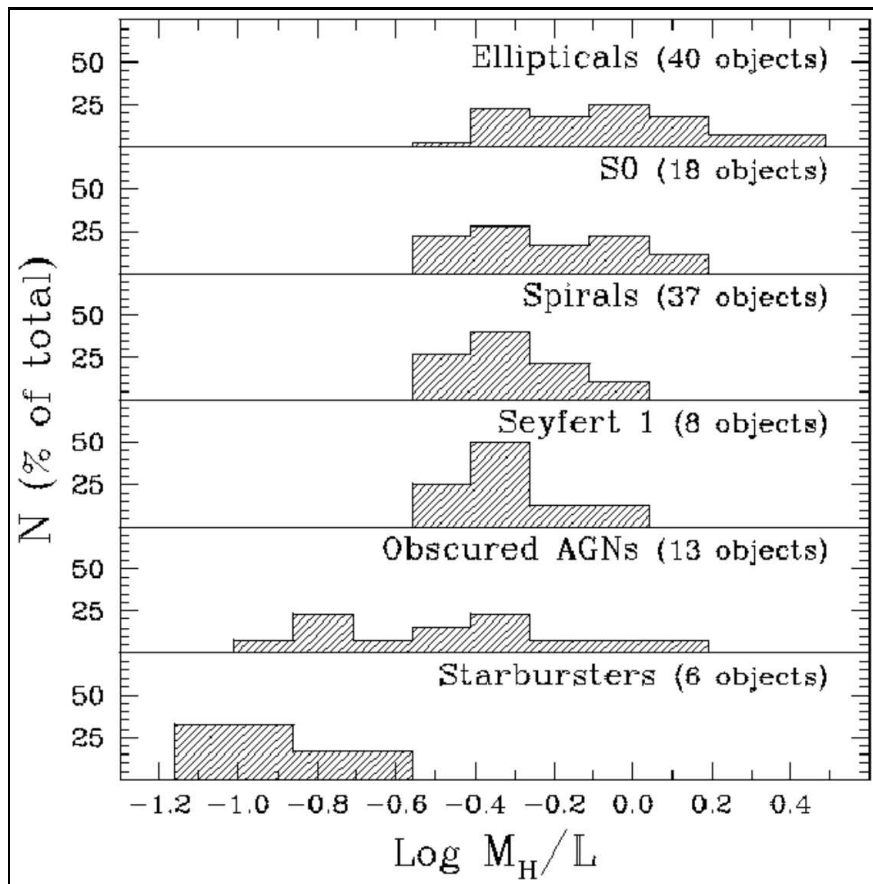


Fig. 1.2: Distribuição da razão M/L segundo o tipo de atividade nuclear, obtida a partir das dispersões de velocidades medidos e luminosidades na banda H ($\sim 1.6\mu\text{m}$). O painel “obscured AGNs” se refere a núcleos Seyfert 2. Extraído de Oliva *et al* (1999).

$$M = \frac{K R_{ef} \sigma_{*,ef}^2}{G} \quad (1.3)$$

onde R_{ef} é o raio efetivo adotado para o bojo e $\sigma_{*,ef}$ é a dispersão de velocidades estelares determinada para esse raio, e K uma constante que depende do modelo adotado⁴.

A Luminosidade está dada pela determinação do fluxo (corrigido por extinção) na região espectral de interesse. Esta quantidade é sensível à escolha do raio efetivo, pois

⁴ Para um sistema isotérmico (relaxado) esférico, a distribuição estelar é $M(r) \propto r^{-2}$ e $K = 8/3$. No entanto, a correlação entre a massa virial do esferóide e a massa dinâmica obtida dos modelos (p.ex., Magorrian *et al*, 1998) mostra que $K=3$ funciona bem nesta análise (Marconi & Hunt, 2003).

devemos levar em conta qual a região do bojo na qual vamos a determinar M/L. Uma possibilidade pode ser usar o raio obtido a partir dos perfis espaciais dos espectros, o que fornece uma medida “física”, através da largura a metade de intensidade nuclear. Podemos também determinar a luminosidade a partir de imagens numa certa banda e combiná-las com as medidas de σ_* para obter M/L.

Origlia *et al* (1993) estudaram a utilidade de alguns índices espectrais na banda H (1.5-1.7 μm) para estimar parâmetros estelares e para poder separar as contribuições estelar e não-estelar nos AGNs. Oliva *et al* (1995, 1999) demonstraram que estes índices não resultam muito úteis para distingüir supergigantes vermelhas, características dos Starburst, das gigantes vermelhas, presentes nas populações mais velhas. No entanto, a comparação da luminosidade L_H com a massa dinâmica, obtida das dispersões de velocidades estelares σ_* resultou mais sensível à presença de Starburst em núcleos de galáxias. Este resultado está ilustrado na Figura 1.2 onde vemos que nos objetos com intensa formação estelar a razão M/L é até ~ 10 vezes menor se comparados com outros tipos de núcleos.

Similar resultado para os núcleos Seyfert 2 pode ser inferido da correlação entre σ_* e magnitude absoluta do bojo (Nelson & Whittle, 1996). Para galáxias elípticas e bojos de galáxias espirais existe uma correlação entre estas duas quantidades conhecida como a relação de Faber-Jackson, usualmente da forma $L \propto \sigma_*^n$, com $n \sim 3-4$. Esta relação se mantém para os núcleos Seyfert, mas com um índice um pouco menor, $n \sim 2.7$, indicando que os núcleos Seyfert apresentam uma razão M/L *menor*. Em outras palavras, para uma dada massa do bojo a luminosidade é maior, consistente com a possibilidade de conter uma população estelar jovem (Starburst).

1.1.2 Populações de estrelas jovens em núcleos Seyfert

Nas duas últimas décadas foram desenvolvidos modelos sem buracos negros (Terlevich *et al*, 1992, 1995, e referências) a fim de explicar a luminosidade e as características espectrais dos AGNs apenas com um surto de formação de estrelas (Starburst). Embora este modelo explique algumas propriedades dos AGN, a maioria das evidências apontam ao esquema com buraco negro descrito na seção anterior. De todas maneiras, ficou claro que Starbursts circumnucleares estão presentes nos núcleos Seyfert 2, ao menos em boa porcentagem deles. As evidências vieram tanto das observações como dos resultados de modelos de síntese de populações estelares.

No chamado Modelo Unificado para Seyferts (MU; Antonucci, 1993) os núcleos Seyfert 2 são interpretados como Seyfert 1 com a única diferença dada pelo obscurecimento da fonte central ionizante por um toro molecular opaco (circum-nuclear) na linha de visada. As linhas largas seriam observadas só nos espectros da luz polarizada (Antonucci & Miller, 1986) refletida por elétrons livres e/ou grãos de poeira fora do plano do toro, permitindo assim uma visão periscópica da BLR. Contudo, o MU apresenta vários problemas:

(a) O contínuo ótico das Seyfert 2 é composto basicamente por duas componentes: um contínuo vermelho similar ao das galáxias elípticas ou bojos galáticos jovens, e um contínuo mais azul “sem características” (“Featureless Continuum”: FC) nas linhas espectrais. Segundo o MU, o FC deveria ser luz refletida pelo núcleo Seyfert 1 oculto, contribuindo com até $\sim 50\%$ da luz no óptico (Miller & Goodrich, 1990). Devido a que a fonte central (responsável pelo contínuo) é menor que a BLR, espera-se uma polarização mais alta do contínuo. No entanto, depois que a

população estelar foi removida, o contínuo apresenta uma porcentagem de polarização *menor* (no máximo $\sim 16\%$) que a das linhas largas. Além disso, o FC pode ser observado mesmo em luz não polarizada, enquanto que, por definição, as linhas largas não são vistas em Seyfert 2, uma contradição apontada por Cid Fernandes & Terlevich, 1995.

(b) As larguras equivalentes das linhas estelares no vermelho próximo não estão diluídas (Terlevich, Díaz & Terlevich, 1990) segundo o que se esperaria se o FC nessa faixa espectral fosse uma extensão do contínuo não estelar no óptico.

Tudo isto indica que a natureza do FC está dada por uma componente não polarizada que provém (mesmo que avermelhada) diretamente da luz de estrelas jovens e massivas localizadas ao redor do núcleo, possivelmente no próprio toro.

1.1.3 Evidências de Starbursts em Seyfert 2s

Uma das evidências mais fortes da presença de Starbursts em Seyfert 2 veio da detecção de uma emissão larga em 4680 \AA (Heckman *et al*, 1997; Storchi-Bergmann *et al*, 1998). Esta emissão não é observada em luz polarizada, descartando a possibilidade de que seja emissão refletida do núcleo Seyfert 1 oculto: muito provavelmente ela é devida a estrelas Wolf-Rayet, descendentes evoluídos das estrelas massivas (Maeder & Conti, 1994)⁵. A emissão larga ao redor de 4650 \AA é devida a HeII $\lambda 4686$, NIII $\lambda\lambda 4634, 4640$, NV $\lambda\lambda 4604, 4620$ e/ou CIII $\lambda 4650$. No começo do Starburst (entre ~ 3 e 7×10^6 anos) o número de estrelas W-R é suficientemente grande como para que

⁵ As estrelas W-R destacam-se espectroscopicamente por apresentarem linhas em emissão de alta excitação. Nas do tipo “WN” estão presentes NIII $\lambda\lambda 4634, 4640$, NIV $\lambda 4057$, NV $\lambda\lambda 4604, 4620$ e HeII $\lambda 4686$; nas do tipo “WC” estão CIII $\lambda 4650$, CIII $\lambda 5696$, CIV $\lambda\lambda 5801, 5812$, OV $\lambda 5592$ e HII $\lambda 4686$.

suas linhas sejam detectadas. Após isto, elas desaparecem.

Linhas de Balmer de alta ordem em absorção também indicam a presença de estrelas massivas jovens e de idade intermediária ($\sim 10^8$ anos). Elas são importantes para diferenciar componentes estelares de diferentes idades e metalicidades (Bica, Alloin & Schmitt, 1994), mas não quando a idade é menor que $5 \cdot 10^7$ anos; nestes casos, a razão dos contínuos em 3660 Å e 4020 Å (C3660/4020) é um bom parâmetro. Estes dois indicadores foram estudados em vários AGN, principalmente Seyfert 2 (Schmitt *et al*, 1999; González Delgado *et al*, 2001) indicando a presença de populações de estrelas entre 10^7 e $\sim 5 \times 10^8$ anos.

A detecção de estrelas massivas em AGNs também veio do estudo do contínuo no UV (González Delgado *et al*, 1998, 2001), pois é nesta faixa espectral que as estrelas massivas emitem mais energia. Imagens no UV indicam a localização de maior formação estelar (Meurer *et al*, 1995) enquanto que os espectros revelam evidência direta da presença de estrelas massivas, desde que eles tenham linhas de ressonâncias de ventos estelares como NV $\lambda 1240$, SiIV $\lambda 1400$ e CIV $\lambda 1550$ (Heckman *et al*, 1997; Maoz *et al*, 1998).

Modelos de síntese de populações estelares confirmam estes resultados (Schmitt *et al*, 1999; Cid Fernandes *et al*, 2004a).

Estes trabalhos mostram que alguns Seyfert 2 contêm Starbursts dentro dos ~ 300 pc do núcleo, e indicam que as estrelas massivas (com idades menores que $\sim 5 \cdot 10^8$ anos) são responsáveis pela origem do FC em Seyfert 2 (Storchi-Bergmann *et al*, 2000; González Delgado *et al*, 2001).

Por outro lado, a contribuição estelar ao contínuo dos AGNs foi historicamente

removida usando um “template” representativo das populações estelares na galáxia a ser estudada, subtraíndo-o o template escalonado do espectro observado (Koski, 1978). Nos Seyfert 2 geralmente foram adotados templates de galáxias elípticas, obtendo de essa maneira um FC de $\sim 20\text{-}50\%$. No entanto, a não diluição das linhas estelares no núcleo (Terlevich, Díaz & Terlevich, 1990) e a ausência de linhas largas visíveis (Cid Fernandes & Terlevich, 1995) implicam que o FC não pode ser maior que $\sim 10\%$ no ótico (Cid Fernandes *et al.*, 1998). Esta discrepância se explica porque, como visto acima, nos Seyfert 2 a contribuição de estrelas mais velhas ($t=10^{10}$ anos) é menor que nas galáxias elípticas, enquanto que a contribuição de estrelas jovens ($t < 10^7$ anos) e de idade intermediária ($\sim 10^8$) é maior. O fato de usar um espectro de uma galáxia elíptica (i.e. com população velha) para “remover” a contribuição estelar nas Seyfert 2 fornece valores de FC artificialmente altos, devido a não ter considerado populações mais jovens.

1.1.4 Seyfert 2 sem Starburst

Algumas Seyfert 2 estão dominadas por estrelas mais velhas, com populações estelares reproduzidas com templates de bojos (Storchi-Bergmann *et al.*, 2000). Existe a possibilidade de que a ocorrência de Starburst nas Seyfert 2 seja devido a algum fenômeno evolutivo (Storchi-Bergmann *et al.*, 2001). Estes casos podem em princípio corresponder aos Starburst mais evoluídos em Seyfert 2.

Interações podem ser os mecanismos pelos quais o gás perde momento angular desde escalas galáticas (i.e., vários kpc) até o núcleo (~ 300 pc) (Gunn, 1979; Hernquist & Mihos, 1995). Elas poderiam tanto iniciar a formação estelar como alimentar

posteriormente o AGN, o que se veria espectralmente como um objeto “composto” (Cid Fernandes *et al*, 2001), ou seja, Seyfert 2 nas quais foi detectado um Starburst: depois da fase inicial do fenômeno Starburst, a população estelar envelhece e fica só o AGN e a população velha. A frequência de interações de Seyfert 2 com outras galáxias é de $\sim 30\%$, mas a proporção é de $\sim 60\%$ para os Seyfert 2 com formação estelar recente ou compostos.

Em suma, este cenário evolutivo explicaria por que não se detectam Starburst em alguns Seyfert 2 ($\sim 30\%$), relacionando assim a ocorrência do fenômeno à idade do Starburst em que foi observado.

1.1.5 Seyfert 1 com Starburst?

Nas Seyfert 1 as características espectrais estelares no ótico e no UV são muito fracas, principalmente devido à alta luminosidade do núcleo. Existem poucos resultados quanto à frequência dos Starburst em Seyfert 1. Alguns estudos indicam que não existe conexão entre os dois; Oliva *et al* (1999) não detectam Starburst em nenhum dos Seyfert 1, mas a amostra deles é pequena (8 objetos).

Porém, algumas observações (Rodríguez-Ardila & Viegas, 2003) revelam excesso infravermelho, além da emissão em $3.3\ \mu\text{m}$ devido a hidrocarbonetos policíclicos aromáticos (PAH), o que foi interpretado como evidências de estrelas jovens em Seyfert 1.

1.2 Este trabalho

As relações descritas para buracos negros, presentes em quase todos os centros de galáxias a toda escala, junto com as evidências de Starbursts circumnucleares nos núcleos Seyfert 2, dão uma idéia da importância da assim chamada conexão “Starburst-AGN”.

Neste trabalho estudaremos esta conexão usando as linhas de absorção do tripleto de Cálcio em $\lambda 8498.02$, $\lambda 8542.09$ e $\lambda 8662.14$ (CaT). O principal uso que faremos destas linhas será para determinações cinemáticas. Também exploraremos a utilidade da largura equivalente do CaT (W_{CaT}) para diagnosticar a presença de populações estelares em Seyfert 2.

As equações (1.2) e (1.3) mostram a importância que têm as dispersões de velocidades estelares nos núcleos Seyfert. Embora algumas linhas estelares de absorção (p. ex., MgI $\lambda 5167$, $\lambda 5175$, e $\lambda 5184$) tenham sido de grande utilidade para medir dispersões de velocidades em galáxias normais, nos núcleos ativos elas estão frequentemente contaminadas por outras emissões, além de estarem fortemente diluídas. Nestes casos, o mais útil é usar o CaT. Ele é intenso na maioria das estrelas exceto nas mais quentes; na Figura 1.3 se mostra como exemplo o espectro de uma estrela de tipo espectral K2III. Pode-se ver que as linhas são intensas e estreitas, o que é uma vantagem na hora de usar este tipo de estrelas como templates para determinar σ_* nos núcleos de galáxias (Pritchett, 1978; Dressler, 1984). Ele oferece também algumas vantagens com respeito à região mais azul do espectro: (a) existem menos características espectrais das estrelas jovens “contaminando” o vermelho, e (b) a resolução espectral é o dobro que na região mais azul (para a mesma dispersão).

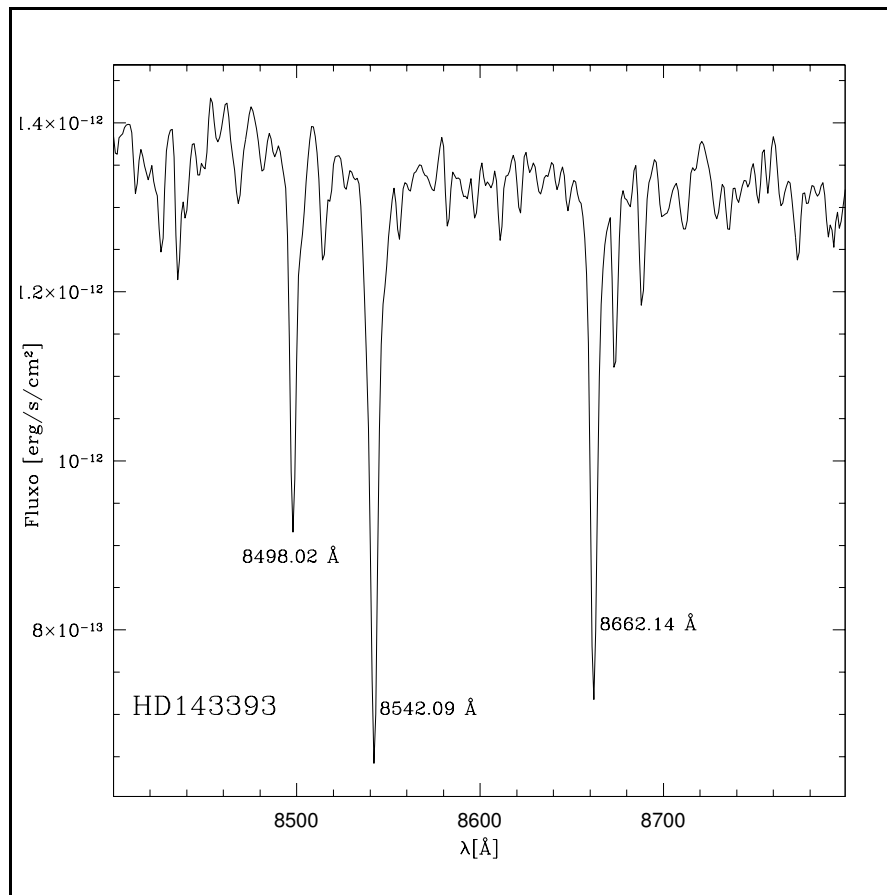


Fig. 1.3: Espectro observado da estrela HD143393 (K2III) com o telescópio 4m de KPNO.

Assim, o CaT resulta ótimo como ferramenta para a determinação de σ_* .

No Capítulo 5 determinaremos σ_* a partir do CaT para ~ 60 núcleos de galáxias, a maioria do tipo Seyfert 2 e outros do tipo Seyfert 1, Starburst e Normais. Eles foram observados em quatro turnos de observação no KPNO e ESO. Analizaremos também a cinemática gasosa a partir do FWHM da linha de emissão [SIII] $\lambda 9068.9$ e veremos sua relação com a cinemática estelar.

Terlevich, Díaz e Terlevich (1990) propõem usar a W_{CaT} como indicadora da presença de supergigantes vermelhas nos núcleos de Seyfert 2. A dependencia da W_{CaT} com os parâmetros estelares é muito complexa (Cenarro *et al*, 2002) como

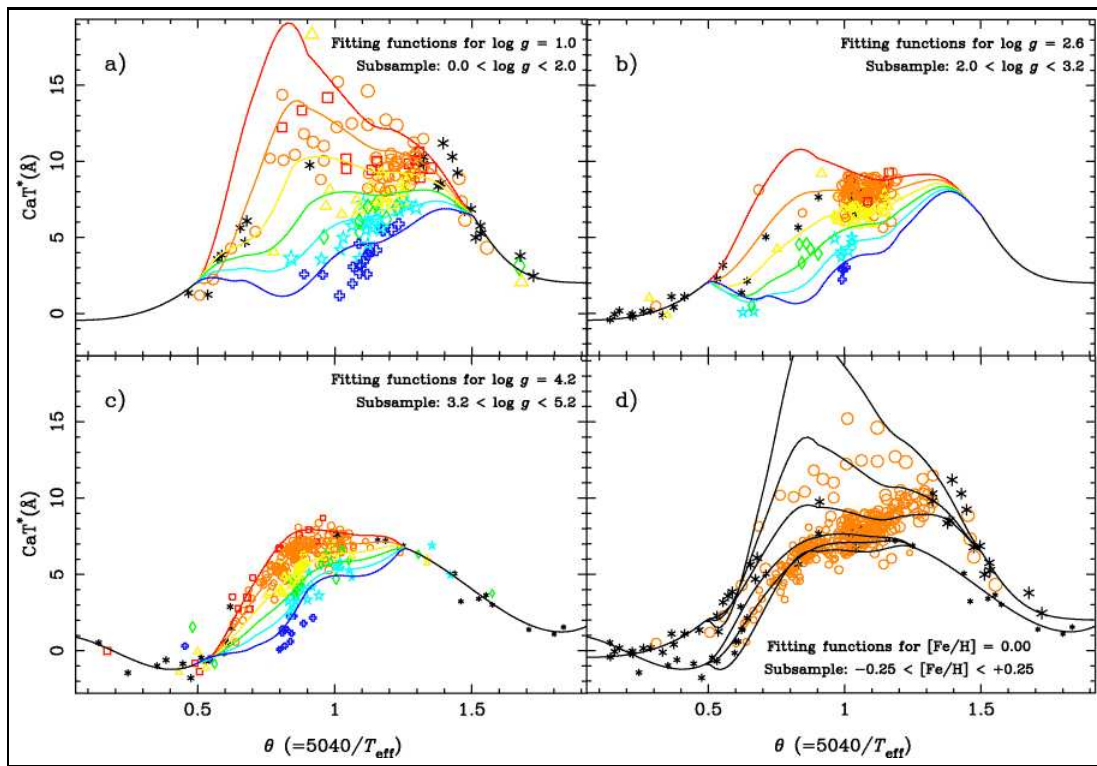


Fig. 1.4: Funções de ajuste da largura equivalente do CaT para diferentes parâmetros estelares. Extraído de Cenarro *et al* (2002).

ilustrado na Figura 1.4. Basicamente, ela é proporcional ao aumento da metalicidade e à diminuição da gravidade superficial (que é o parâmetro dominante para metalicidades $> 0.5 Z_{\odot}$).

Estudaremos as populações estelares das galáxias observadas a partir da W_{CaT} e da largura equivalente do CaII K $\lambda 3933$ (W_K). No Capítulo 6 veremos a importância de cada uma delas como ferramentas para diagnosticar a presença de Starburst em núcleos ativos.

O esquema deste trabalho é o seguinte. A amostra de galáxias observada é apresentada no capítulo 2; comentaremos o processo de seleção e algumas propriedades da amostra. O processo de redução dos dados é descrito no Capítulo 3, junto com al-

guns comentários sobre as características espectrais em $\sim 8300\text{--}8900 \text{ \AA}$. Os espectros nucleares na faixa espectral do CaT e ao redor de [SIII] $\lambda 9068.9$ são apresentados no Capítulo 4. No Capítulo 5 determinamos dispersões de velocidades estelares e comparamos nossos resultados com a literatura. Alguns trabalhos sugerem uma correlação entre a cinemática estelar e a gasosa; essa possibilidade é explorada também neste Capítulo. No Capítulo 6 determinamos a largura equivalente do CaT e estudamos sua dependência com os tipos de objetos da amostra. Também estudamos sua relação com a largura equivalente do CaK, e veremos sua utilidade como indicadora da idade em Starburst, usando espectros dos modelos de Bruzual & Charlot (2003). Finalmente, no Capítulo 7 resumimos nossas conclusões e os passos futuros da presente pesquisa.

Capítulo 2

AMOSTRA

2.1 Seleção

A amostra deste trabalho compreende 59 galáxias próximas, 53 delas com atividade nuclear e 7 normais, tanto do Hemisfério Sul quanto do Norte. Também foram observadas estrelas padrões de fluxo e outras de velocidade.

Para obter a amostra Sul, partimos da amostra de AGN de Schmitt *et al* (1997; 2001) selecionada com base no fluxo em $60 \mu m$, uma propriedade isotrópica. Destas, extraímos as mais próximas ($D < 80$ Mpc, ou seja, $cz < 6000$ km/s), segundo o catálogo de Véron-Cetty & Véron (2001). Além disso, tentamos ter objetos em comum com os listados em Cid Fernandes *et al* (2001), onde se faz um estudo detalhado das populações estelares; para estes objetos contamos também com espectros óticos e em alguns casos, UV.

A amostra do Norte contém os núcleos Seyfert mais brilhantes na linha [OIII] $\lambda 5007$ ($\log F_{[OIII]} > -12$ erg/cm²/s) e/ou 1.4 GHz ($\log F_{1.4GHz} > -15$ erg/cm²/s) selecionados da amostra de Whittle (1992a, 1992b) (González Delgado *et al*, 2001).

Uma terceira lista de núcleos Seyfert será adicionada em breve, correspondente a galáxias selecionadas a partir do Snapshot-Survey com o HST conduzida pelo Dr. H. Schmitt (Schmitt *et al*, 2004; em preparação), com galáxias em comum com as da amostra de Malkan *et al* (1998).

Além das galáxias, foram observadas 22 estrelas padrões de velocidade (gigantes do tipo espectral K), posteriormente usadas como “templates” na determinação das dispersões de velocidades (Capítulo 5). As galáxias das amostras Norte e Sul são apresentadas nas Tabelas 2.1 e 2.2, respectivamente, onde se listam algumas de suas propriedades, enquanto que as estrelas se apresentam na Tabela 2.3.

2.2 Propriedades da Amostra

As galáxias são de diferentes tipos morfológicos (figura 2.1). Usando o parâmetro “T” (Buta *et al*, 1994; de Vaucouleurs *et al*, 1995) vemos que os tipos morfológicos vão desde $T=-6$ (NGC4339) até $T=10$ (NGC1140), sendo que aproximadamente metade são de espirais Sa ($T=1$) a Sb ($T=3$), ou seja, do tipo “temprano” (early).

As velocidades de afastamento vão desde ~ 500 km/s (NGC1313) até ~ 6000 km/s na amostra ESO e ~ 11000 km/s na amostra KPNO. No entanto, a metade do total se encontra ao redor de 3000 km/s (Figura 2.2); o máximo do histograma está em ~ 1500 km/s, e a mediana em ~ 2500 km/s. Excetuando NGC 205 (que é uma galáxia do Grupo Local, e portanto sua velocidade não pode ser considerada de origem cosmológica), e mais alguns objetos com velocidades acima de 6000 km/s,

Amostra das galáxias KPNO

Galáxia	Tipo Hubble	T	Atividade	cz[km/s]	1''[pc]	$A_{B,Gal}$	m_V
MRK 0001	(R')S?	1	Sy 2 (^a)	4780 ± 27	318	0.257	15.0
MRK 0003	S0:	0	Sy 2 (*)	4050 ± 05	270	0.809	14.0
MRK 0078	SB	1	Sy 2 (^a)	11137 ± 42	742	0.152	15.0
MRK 0273	Ring galaxy	0	Sy 2 / L (^a)	11326 ± 09	755	0.036	15.1
MRK 0348	SA(s)0/a	0	Sy 2	4507 ± 04	300	0.288	13.9
MRK 0573	(R)SAB(rs)0 ⁺	0	Sy 2 (^a)	5174 ± 23	345	0.100	13.7
MRK 1066	(R)SB(s)0 ⁺	1	Sy 2 (^a)	3605 ± 22	240	0.570	13.6
MRK 1073	(R')SB(s)b	3	Sy 2 (^a)	6998 ± 07	466	0.692	13.7
NGC 0205	E5 pec	-4	Normal	-241 ± 03	-16	0.268	08.9
NGC 1068	(R)SA(rs)b	-3	Sy 2 (*)	1137 ± 03	76	0.145	09.6
NGC 1386	SB(r)0 ⁺	0	Sy 2	868 ± 05	58	0.053	12.1
NGC 2110	SAB0 ⁻	-1	Sy 2 (*)	2335 ± 20	156	1.618	14.0
NGC 4339	E0	-6	Sy 2	1289 ± 09	86	0.110	12.3
NGC 5929	Sab: pec	1	Sy 2	2492 ± 08	166	0.104	14.1
NGC 7130	Sa pec	2	Sy 2 / L (^a)	4842 ± 15	323	0.124	13.0
NGC 7212		0	Sy 2 (*)	7984 ± 21	532	0.310	14.8

Tab. 2.1: Amostra de galáxias KPNO. Coluna 1: Nome da galáxia. Colunas 2 e 3: Classificação Morfológica e Tipo Morfológico “T”. Coluna 4: Tipo de Atividade; (*): galáxias que contêm também núcleo Seyfert 1 detectado em luz polarizada; L denota classificação LINER segundo alguns autores; ^a, núcleos compostos (Cid Fernandes *et al*, 2001). Coluna 5: Velocidade de afastamento heliocêntrica. Coluna 6: Distância projetada 1''(pc). Coluna 7: Extinção Galática na banda B (Schlegel et al, 1998). Coluna 8: Magnitude integrada na banda V. Todos os dados obtidos da “Nasa Extragalactic Database” (NED). T: -6: cE ; -5: E ; -4: E+ ; -3: S0- ; -2: S0o ; -1: S0+ ; 0: S0/a ; 1: Sa; 2: Sab ; 3: Sb ; 4: Sbc ; 5: Sc ; 6: Scd ; 7: Sd ; 8: Sdm ; 9: Sm ; 10: Im ; 11: cI.

Amostra das Galáxias ESO

Galáxia	Tipo Hubble	T	Atividade	cz[km/s]	1''[pc]	$A_{B,Gal}$	m_V
ESO 362-G08	Sa	1	Sy 2 (^a)	4785 ± 24	319	0.138	13.6
ESO 362-G18	S0/a	0	Sy 1.5	3790 ± 30	253	0.073	12.5
MCG-6.30.15	E-S0	-1	Sy 1.2	2323 ± 15	155	0.266	13.7
IC 2560	(R')SB(r)bc	4	Sy 2	2925 ± 02	195	0.410	12.5
IC 3639	SB(rs)bc:	4	Sy 2 (*, ^a)	3275 ± 05	218	0.298	13.0
IC 5135	Sa pec	1	Sy 2 / L	4842 ± 15	323	0.124	13.0
IC 5169	(R ₁)SAB(r)0 ⁺	0	Sy 2	3016 ± 19	201	0.071	13.6
MRK 1210	Sa	1	Sy 2 (*) (^a)	4046 ± 10	260	0.130	14.4
NGC 424	(R)SB(r)0/a	0	Sy 1.9	3496 ± 30	233	0.067	13.9
NGC 526A	S0pec?	0	Sy 1.5	5725 ± 39	382	0.119	14.5
NGC 526B	SB0: pec	0	Normal	5669 ± 39	378	0.119	14.5
NGC 1125	SB(r)0 ⁺	0	Sy 2	3277 ± 05	218	0.101	13.4
NGC 1140	IBm pec	10	Stb	1501 ± 01	100	0.162	13.6
NGC 1241	SB(rs)b	3	Sy 2	4052 ± 04	270	0.482	12.0
NGC 1313	SB(s)d	7	HII	475 ± 03	32	0.471	9.2
NGC 1365	(R')SBb(s)b	3	Sy 1.8	1636 ± 01	109	0.088	10.3
NGC 1380	SA0	0	Normal	1877 ± 12	125	0.075	11.2
NGC 1433	(R' ₁)SB(rs)ab	2	Sy 2	1075 ± 06	72	0.039	10.7
NGC 1667	SAB(r)c	5	Sy 2	4547 ± 17	303	0.328	12.8
NGC 1672	(R' ₁)SB(r)bc	4	Sy 2	1350 ± 07	90	0.101	10.3
NGC 1808	(R' ₁)SAB(s:)b	3	Sy 2	1000 ± 05	67	0.131	10.8
NGC 2997	SA(s)c	5	Normal	1087 ± 04	72	0.469	10.1
NGC 3081	(R ₁)SAB(r)0	0	Sy 2 (*)	2385 ± 07	159	0.237	12.9
NGC 3115	S0-	-1	Sy 2	720 ± 5	46.5	0.205	9.87
NGC 3256	Pec; merger		Stb	2738 ± 28	182	0.524	12.1
NGC 3281	SAB(rs+)a	1	Sy 2	3200 ± 22	213	0.415	12.7
NGC 3783	(R')SB(r)a	1	Sy 1	2917 ± 02	195	0.514	12.6
NGC 4507	SAB(s)ab	2	Sy 1.9	3538 ± 09	235	0.422	12.9
NGC 4593	(R)SB(rs)b	3	Sy 1	2698 ± 38	180	0.106	11.7
NGC 4748	Sa	1	Sy 1	4386 ± 33	292	0.223	14.3
NGC 4968	(R')SAB0 ⁰	0	Sy 2	2957 ± 26	197	0.562	13.9
NGC 5135	SB(l)ab	2	Sy 2 (^a)	4112 ± 17	274	0.258	12.9
NGC 5506	Sa pec sp	1	Sy 1.9 (*)	1853 ± 08	123	0.257	13.4
NGC 6300	SB(rs)b	3	Sy 2	1110 ± 06	74	0.420	11.0
NGC 6814	SAB(rs)bc	4	Sy 1.5	1563 ± 04	104	0.790	12.1
NGC 6860	(R')SB(r)ab	2	Sy 1	4462 ± 24	297	0.177	13.7
NGC 6907	SB(s)bc	4	Normal	3161 ± 06	210	0.274	11.9
NGC 7172	Sa pec sp	1	Sy 2	2603 ± 12	173	0.115	12.8
NGC 7184	SB(r)c	5	Normal	2617 ± 05	174	0.141	12.2
NGC 7314	SAB(rs)bc	4	Sy 1.9	1422 ± 06	95	0.092	11.9
NGC 7410	SB(s)a	1	Sy 2 / L	1751 ± 28	117	0.051	11.6
NGC 7496	(R')SB(rs)bc	4	Sy 2	1649 ± 06	110	0.042	11.9
NGC 7582	(R' ₁)SB(s)ab	2	Sy 2 (*, ^a)	1575 ± 07	105	0.061	11.4
NGC 7590	S(r?)bc	4	Sy 2	1596 ± 07	106	0.074	12.1
NGC 7714	SB(s)b:pec	3	Stb	2798 ± 01	186	0.226	13.0

Tab. 2.2: Amostra de Galáxias ESO. Colunas como na Tabela 2.1.

Estrelas Padrões em Velocidade					
Estrela	TE	Estrela	TE	Estrela	TE
HD71597(*)	K2III	HD143393(*)	K2III	HD21910(*)	K0III
HD37809	K0III	HD89885	K0III	HD124990	K0III
HD46582	K0III	HD151817	K3III	HD120572	K3III
HD128529	K5III	HD87018	K3III	HD121138	K0III
HD139447	K5III	HD143976	K3III	HD160413	K3III
HD132151	K0III	HD122665	K5III	HD116535	K0III
HD121883	K0III				

Tab. 2.3: Estrelas padrões de velocidade. TE=Tipo espectral.

(*) estrelas observadas no KPNO.

o valor médio é de 2800 km/s, o que resulta em uma escala de 185 pc/arcsec em distância projetada no plano de céu.

Quanto à classificação espectroscópica, a maioria das galáxias observadas são do tipo Seyfert 2. No entanto, a amostra inclui algumas galáxias com outros tipos de núcleos: quatro Seyfert 1, um Seyfert 1.2, três Seyfert 1.5, três Seyfert 1.9 e três Starburst. Das 38 Seyfert 2 observadas, oito contêm um núcleo Seyfert 1 oculto, no sentido de terem sido detectadas linhas largas em luz polarizada (Antonucci, 1993). Em doze núcleos Seyfert 2 de nossa amostra foram detectados Starbursts; eles são classificados como “compostos” (Cid Fernandes *et al*, 2001). Na Figura 2.3 graficamos a frequência para cada tipo de atividade.

Apesar dos critérios de seleção descritos para cada conjunto de galáxias não serem os mesmos, nossa amostra pode ser considerada representativa dos AGNs no Universo local.

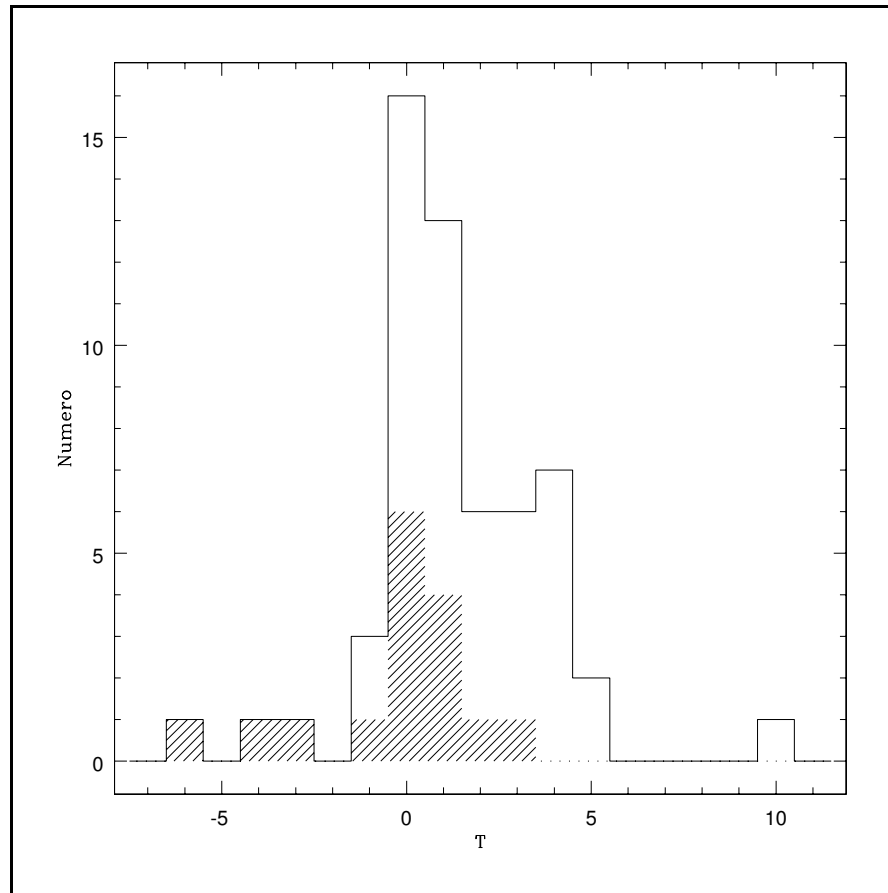


Fig. 2.1: Número de galáxias vs Tipo Morfológico (T, como na Tabela). As galáxias do KPNO estão marcadas com linhas a $+45^\circ$.

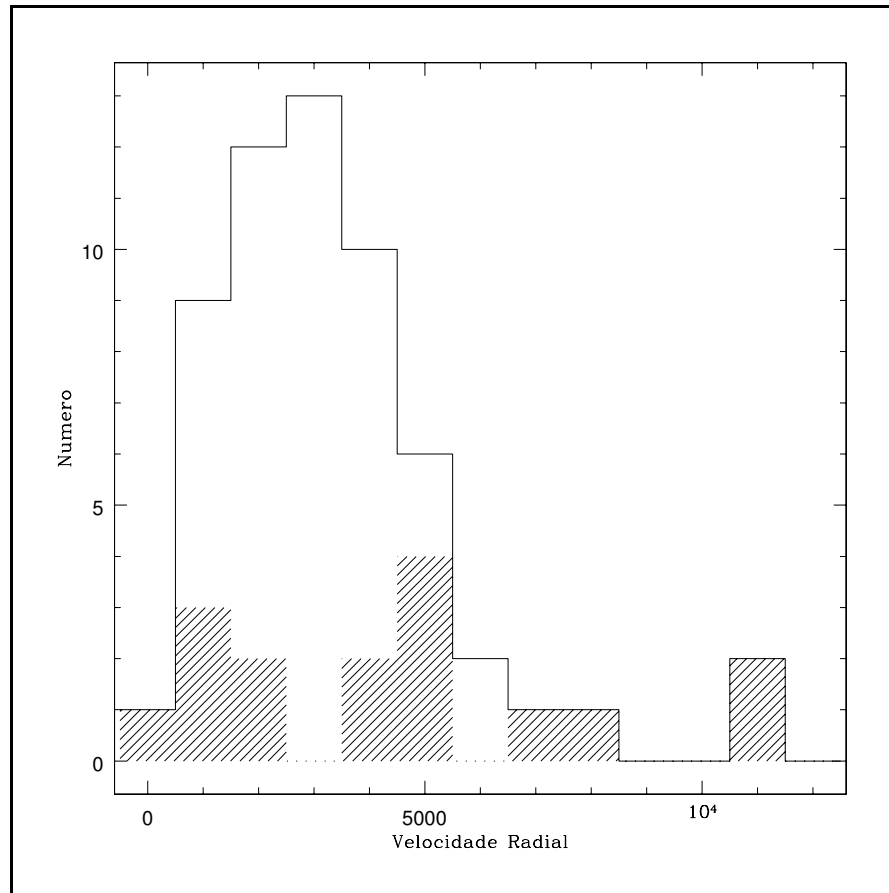


Fig. 2.2: Número de galáxias vs velocidade radial. As galáxias do KPNO estão marcadas com linhas a $+45^\circ$.

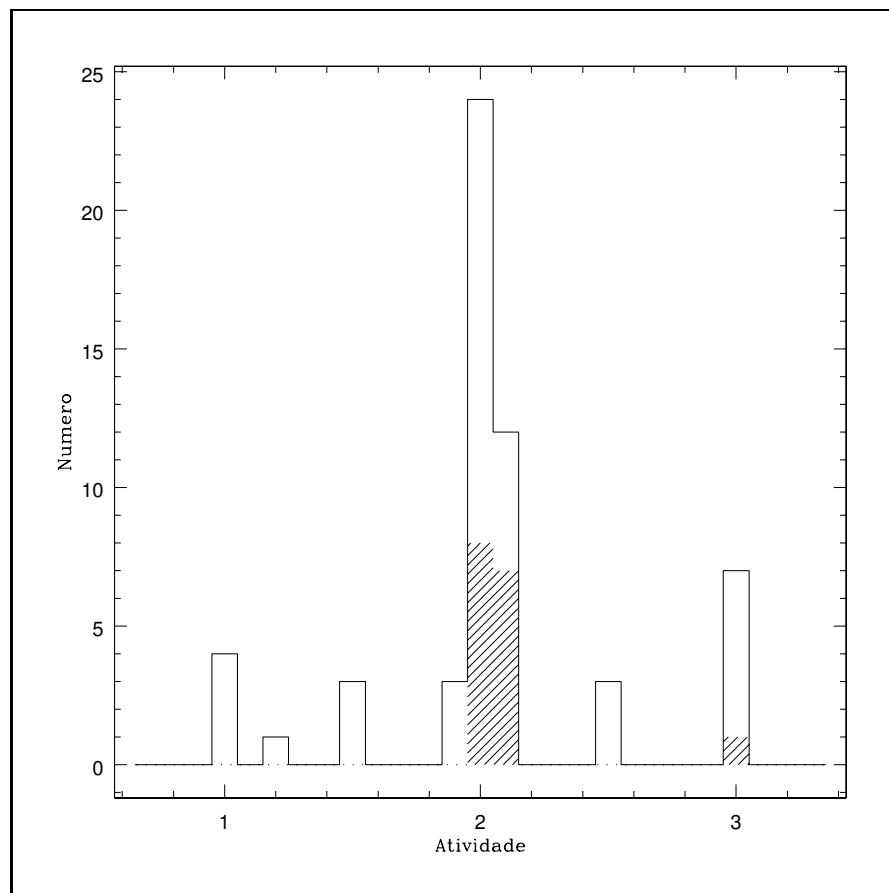


Fig. 2.3: Número de galáxias vs tipo de atividade. As galáxias do KPNO estão marcadas com linhas a $+45^\circ$: 1=Sy1; 1.2=Sy1.2; 1.5=Sy1.5; 1.9=Sy1.9; 2=Sy2; 2.1=Compostos; 2.5=Stb; 3=Normais. Todos os Dados extraídos da NED: Nasa Extragalactic Database; objetos compostos, de Cid Fernandes *et al* (2001).

Capítulo 3

OBSERVAÇÕES E REDUÇÃO DOS DADOS

As observações foram realizadas no observatório European Southern Observatory (ESO; em La Silla, Chile) para as galáxias do Hemisfério Sul, no Kitt Peak National Observatory (KPNO; em Arizona, EUA) para as do Hemisfério Norte. Em cada turno de observação, tanto as estrelas quanto as galáxias foram observadas com a mesma configuração de Espectrógrafo+Telescópio, exceto nas exposições das estrelas padrões de fluxo, onde a abertura de fenda foi maior.

3.1 *Kitt Peak.*

As observações da amostra do Hemisfério Norte foram feitas em dois turnos de observação: fevereiro e outubro de 1996. Tanto as observações quanto as reduções dos espectros desta amostra foram realizadas pela Dra. Rosa González-Delgado, do Instituto Astrofísico de Andalucía (Espanha), e estão parcialmente descritas em

González-Delgado *et al* (2001).

Nestas observações se usou o espectrógrafo Richey-Chrétien acoplado ao telescópio Mayall 4 m de KPNO, e o CCD foi o T2KB, com um chip Loral de 800 x 1200 pixels. Para amostrar a região espectral no vermelho, se usou a rede BL420, de 632 l/mm, que fornece uma dispersão de 1.52 Å/pixel. A faixa espectral útil foi de \sim 7400-9800 Å.

A fenda usada para as galáxias e estrelas padrões em velocidade foi de 1".5, orientada ao longo do ângulo paralático (com exceção de NGC1068, cujo ângulo de posição foi de 123°), e para as estrelas padrões de fluxo a fenda foi de 10". A escala espacial foi de 0.7"/pixel. Séries de Bias, Flat-Field e Darks foram realizadas em cada noite. No total foram observadas 16 galáxias e 3 estrelas padrões de velocidade. Todas as exposições das galáxias foram de 2 x 1800 segundos. A lâmpada usada na calibração em comprimento de onda foi a de HeNeAr.

O seeing foi de \sim 1"; o S/N, medido no intervalo de 8554 Å a 8574 Å, foi de 65 ± 30 . A resolução espectral medida foi de \sim 100 km/s em largura a metade de intensidade das linhas do céu, da maneira explicada em §3.2.

Na Tabela 3.1 está a descrição das observações das galáxias desta amostra, e na Tabela 3.3, a das estrelas.

3.2 ESO-La Silla

As observações da amostra Sul foram feitas em dois turnos de observação: em março e outubro de 2002. Um terceiro turno (em Setembro de 2002) não se aproveitou devido a condições meteorológicas muito desfavoráveis. Em ambas as oportunidades

Log das observações no KPNO

Galáxia	Data (1996)	Exposição (seg)	A.P.(°)	Ar
MRK 0001	11 de Outubro	2 x 1800	95	1.1
MRK 0003	15 de Fevereiro	2 x 1800	144	1.3
MRK 0078	15 de Fevereiro	2 x 1800	160	1.2
MRK 0273	15 de Fevereiro	3 x 1800	70	1.2
MRK 0348	11 de Outubro	2 x 1800	98	1.05
MRK 0573	11 de Outubro	2 x 1800	161	1.2
MRK 1066	11 de Outubro	1800+900	96	1.1
MRK 1073	11 de Outubro	1800+900	96	1.2
NGC 0205	15 de Fevereiro	300+2x600	85	1.55
NGC 1068	11 de Outubro	2 x 900	123	1.2
NGC 1386	11 de Outubro	2 x 1200	0	2.6
NGC 2110	15 de Fevereiro	1 x 1800	5	1.3
NGC 4339	15 de Fevereiro	300+2x600	135	1.2
NGC 5929	15 de Fevereiro	1800+900	80	1.1
NGC 7130	11 de Outubro	1 x 1800	177	2.55
NGC 7212	11 de Outubro	2 x 1800	136	1.1

Tab. 3.1: Coluna 1: Nome da galáxia. Coluna 2: Data. Coluna 3: Tempo de exposição em seg. Coluna 4: Ângulo de Posição da fenda, em graus. Coluna 5: Massa de ar.

se realizou espectroscopia de fenda longa (4.5') com o CCD “#38” (2688 x 512 pixels, cada um de 15 x 15 μm) e o espectrógrafo Boller & Chivens acoplado ao foco Cassegrain f/14.9 do telescópio 1.52 m do ESO-La Silla. A rede usada foi a “#5” (900 linhas/mm centrada em 7236 Å) com uma dispersão de 1.32 Å/pixel. A faixa espectral nesta configuração é de ~ 3000 Å, abrangendo aproximadamente desde 6300 Å até 9500 Å.

Para as galáxias a abertura da fenda usada foi de 2”, enquanto que nas estrelas padrões em fluxo foi de 5” a 8”, para aproveitar toda a luz das estrelas. Para as estrelas padrões de velocidade a abertura da fenda foi a mesma que para as galáxias, a fim de se ter a mesma resolução espectral, necessária para as medidas cinemáticas. O ângulo de posição da fenda foi sempre de 90°. Para fins de calibração em fluxo, foram observadas várias estrelas cada noite, tipicamente três ou quatro.

A escala espacial foi de 0.82"/pixel. O seeing foi de 2" a 3.5"; ele corresponde à resolução espacial dos dados, e foi obtido através das larguras a metade de intensidade (FWHM) da emissão espacial das estrelas de fluxo.

As “resoluções” instrumentais σ_a e σ_b são obtidas através das larguras a metade de intensidade das linhas de céu. Modelizada como uma gaussiana, uma linha tem o perfil dado por

$$I = I_0 \cdot \exp[-(1/2)((\lambda - \lambda_0)/\sigma)^2] \quad (3.1)$$

fazendo $I=I_0/2$:

$$\lambda(I = I_0/2) = FWHM/2 \Rightarrow (FWHM/2)/\sigma = (8 \cdot \ln 2)^{0.5} \quad (3.2)$$

ou seja $\sigma \sim (2.355)^{-1} \times FWHM$. Para as observações de Março determinamos $FWHM_a = 132$ km/s e para as de Outubro $FWHM_b = 104$ km/s; assim, $\sigma_a = 56$ km/s e $\sigma_b = 44$ km/s, respectivamente.

Para atingir uma boa relação S/N, em cada galáxia o tempo total de integração foi de ~ 60 a 90 min. (dependendo da magnitude), divididos em várias exposições como, por exemplo, 4x1200 seg, ao invés de uma só mais longa. Isso teve como objetivo tentar evitar a contaminação de raios cósmicos, posteriormente removidos na combinação dos frames. A relação S/N, medida dividindo a média pelo rms no intervalo 8554 Å a 8574 Å, foi de 35 ± 20 .

As integrações das estrelas padrões de fluxo foram de 300 a 600 seg, enquanto que para as estrelas padrões de velocidade foram de 30 seg a 60 seg.

Séries de Bias (exposições de tempo ~ 0 seg) e Darks (exposições de 1800 seg = tempo da exposição mais longa) foram realizadas no começo e no final de cada noite, respectivamente. Flat-Fields também foram realizados, tanto de cúpula (domo) quanto de lâmpada (internos), e também de céu (preferentemente antes de cada noite). Estes últimos foram muito úteis na remoção das franjas presentes nas exposições, segundo se explica em §3.3.

Para contar com uma boa calibração em comprimento de onda, exposições de lâmpadas foram feitas intercaladas com as exposições dos objetos de programa. A lâmpada usada foi a #15, de He-Ar-Fe-Ne, com linhas de emissão na faixa espectral ~ 7000 a 9500 \AA . O log das observações para estas galáxias se mostra na Tabela 3.2, e para as estrelas padrões de velocidade, na Tabela 3.4.

3.3 Redução dos dados do ESO

A redução das observações foi feita usando rotinas próprias do IRAF¹.

(1) Primeiramente os bias de cada noite foram combinados com *zerocombine*. Logo todos os frames dos objetos de programa foram corrigidos de bias (usando o Bias combinado) e “cortados” a fim de deixar só a região de interesse do frame; isso foi feito usando a tarefa *ccdproc*. Devido a que a leitura dos Darks era bem menor do que a dos Bias (para quaisquer dos tempos de exposição), não foi necessário aplicar correção por Dark.

(2) Os flats de cada noite foram combinados e o resultado normalizado (com *response*) para corrigir por Flat; para isso usamos também *ccdproc*.

¹ *Image Reduction and Analysis Facility*

Log das observações no ESO

Galáxia	Data (2002)	Exposição (seg)	Ar
ESO 362-G08	09 de Março	4 x 1200	1.22
ESO 362-G18	10 de Março	3 x 1800	1.24
MCG-6.30.15	10 de Março	3 x 1800	1.05
IC 2560	12 de Março	3 x 1800	1.07
IC 3639	10 de Março	3 x 1800	1.02
IC 5135	30 de Setembro	3 x 1500	1.05
IC 5169	01 de Outubro	3 x 1500	1.02
MRK 1210	11 de Março	3 x 1800	1.25
NGC 424	01 de Outubro	3 x 1500	1.02
NGC 526A	04 de Outubro	2 x 1800	1.02
NGC 526B	04 de Outubro	1 x 1500	1.04
NGC 1125	30 de Setembro	3 x 1500	1.07
NGC 1140	03 de Outubro	3 x 1500	1.09
NGC 1241	01 de Outubro	3 x 1500	1.08
NGC 1313	03 de Outubro	3 x 1200	1.24
NGC 1365	02 de Outubro	3 x 1500	1.03
NGC 1380	30 de Setembro	2 x 1500	1.09
NGC 1433	01 de Outubro	3 x 1500	1.07
NGC 1667	02 de Outubro	4 x 1500	1.09
NGC 1672	03 de Outubro	2 x 1500	1.13
NGC 1808	04 de Outubro	2 x 1200	1.01
NGC 2997	11 de Março	2 x 1200	1.02
NGC 3081	09 de Março	4 x 1200	1.02
NGC 3256	12 de Março	900 + 1200	1.04
NGC 3281	10 de Março	4 x 1200	1.02
NGC 3783	09 de Março	5 x 1200	1.07
NGC 4507	11 de Março	3 x 1800	1.08
NGC 4593	11 de Março	3 x 1800	1.12
NGC 4748	12 de Março	3 x 1800	1.07
NGC 4968	12 de Março	2 x 1800	1.03
NGC 5135	11 de Março	2 x 1800	1.12
NGC 5506	09 de Março	4 x 1200	1.16
NGC 6300	12 de Março	2 x 1800	1.28
NGC 6814	04 de Outubro	3 x 1500	1.07
NGC 6860	03 de Outubro	3 x 1500	1.19
NGC 6907	30 de Setembro	3 x 1500	1.01
NGC 7172	02 de Outubro	3 x 1500	1.02
NGC 7184	02 de Outubro	3 x 1500	1.07
NGC 7314	03 de Outubro	3 x 1500	1.01
NGC 7410	04 de Outubro	2 x 1800	1.03
NGC 7496	02 de Outubro	3 x 1500	1.05
NGC 7582	03 de Outubro	2 x 1800	1.05
NGC 7590	30 de Setembro	3 x 1500	1.04
NGC 7714	04 de Outubro	2 x 1200	1.17

Tab. 3.2: Coluna 1: Nome da galáxia. Coluna 2: Data. Coluna 3: Tempo de exposição em seg. Coluna 4: Massa de ar.

Estrelas KPNO

Estrela	TE	Data (1996)	Exposição (seg)	Ar
HD71597	K2III	11 de Fevereiro	30	1.43
HD143393	K2III	15 de Outubro	30	1.12
HD21910	K0III	15 de Outubro	30	1.15

Tab. 3.3: Coluna 1: Nome da estrela; Coluna 2: Tipo espectral; Coluna 3: Data; Coluna 4: Tempo de exposição em seg.; Coluna 5: Massa de ar.

Estrelas Padrão de Velocidade do ESO

Estrela	TE	Data (2002)	Exposição (seg)	Ar
HD37809	K0III	09 de Março	30	1.49
HD89885	K0III	09 de Março	30	1.02
HD124990	K0III	09 de Março	30	1.13
HD46582	K0III	10 de Março	30	1.24
HD151817	K3III	10 de Março	30	1.03
HD120572	K3III	10 de Março	30	1.27
HD128529	K5III	10 de Março	30	1.15
HD87018	K3III	11 de Março	30	1.02
HD121138	K0III	11 de Março	30	1.21
HD139447	K5III	11 de Março	30	1.03
HD143976	K3III	11 de Março	30	1.01
HD160413	K3III	12 de Março	30	1.06
HD132151	K0III	12 de Março	30	1.08
HD122665	K5III	12 de Março	30	1.19
HD116535	K0III	09 de Março	2x30	1.29
HD116535	K0III	11 de Março	30	1.24
HD116535	K0III	12 de Março	30	1.37
HD121883	K0III	09 de Março	2x30	1.32
HD121883	K0III	10 de Março	30	1.25

Tab. 3.4: Coluna 1: Nome da estrela; Coluna 2: Tipo espectral; Coluna 3: Data; Coluna 4: Tempo de exposição em seg.; Coluna 5: Massa de ar.

(3) Os frames foram calibrados em comprimento de onda da seguinte maneira: partindo das imagens das lâmpadas de calibração, identificamos suas linhas mais prominentes. Isso foi feito com a tarefa *identify*, na mesma linha do frame em que está o pico do perfil espacial do frame do objeto a calibrar em λ . Logo se aplicaram depois calibrações em λ a cada 5 píxeis do centro de emissão (com *reidentify*). Com *fitcoords* encontramos a superfície que melhor define a dependência de λ com a posição a longo dos eixos espacial e de dispersão; com *transform* aplicamos essa correção aos objetos de programa. Dessa maneira obtemos espectros espacialmente calibrados em comprimento de onda, ou seja, “ao longo do eixo espacial”. Para esta etapa se usaram as lâmpadas de calibração cujas exposições estavam mais próximas temporalmente daquelas dos objetos. Para conferir que o serviço foi bem feito, também corrigimos os frames de lâmpada usados na calibração em comprimento de onda.

(4) Após isso, com *apall* se realizaram as extrações espectroscópicas de cada galáxia e estrela. Para as estrelas padrões de fluxo e de velocidade as extrações foram feitas contabilizando-se todo o fluxo da estrela. Nas galáxias as extrações de interesse são basicamente nucleares² usando diferentes aberturas abrangendo em cada extração uma região maior, desde 1 pixel até 10 píxeis para cada lado do centro de emissão, com um passo de 1 pixel. Para as galáxias ESO, 1 pixel corresponde a ~ 150 pc no plano do céu, e para as galáxias KPNO, a ~ 225 pc. Após examinar as diferentes extrações, optamos por definir uma extração nuclear de 3 píxeis como representativa do núcleo; elas são apresentadas no Capítulo 4.

² por *nucleares* entenda-se que as aberturas sempre incluem a menor abertura centrada na região nuclear, correspondente ao pico da emissão do espectro

(5) Após a subtração do céu para cada espectro, em cada uma das extrações das galáxias e das estrelas de velocidade se aplicou a calibração em fluxo (com *standard*), aplicando a cada um dos espectros uma curva de sensibilidade obtida das estrelas padrões de fluxo observadas em cada noite (com *sensfunc* e logo *calibrate*). Nesta etapa se teve em conta a correção por extinção atmosférica, mediante uma curva de extinção própria do observatório.

(6) Se somaram os espectros unidimensionais de cada galáxia para a mesma faixa espectral, usando a mediana na tarefa *scombine*.

(7) As velocidades de afastamento de cada galáxia, foram determinadas a partir das linhas do CaT. O deslocamento ao vermelho das linhas espectrais foi obtido através do ajuste de gaussianas (com *splot*), e aplicando logo a correção doppler (com *dopcor*). Em alguns casos a primeira linha (em 8498.02 Å) não era considerada no ajuste de gaussianas pois tinha S/N baixo. Finalmente o valor adotado para cada espectro foi a média dos valores assim obtidos. Esta correção se aplicou a cada uma das extrações.

(8) Homogeneizamos os espectros com a mesma dispersão espectral (usando *dispcor*) a fim de que tenham uma amostragem de 1 em 1 Å.

(9) Finalmente criamos os arquivos de texto (com *wspectext*) para usar na determinação de σ_* (Capítulo 5).

3.4 Redução dos dados do KPNO

A redução dos espectros da amostra Norte foi feita usando o software FIGARO (González-Delgado *et al*, 2001). Para estes dados também foi aplicada uma cali-

bração bidimensional em comprimento de onda, usando ARC2D (Wilkins & Axon, 1991). Foi aplicada a correção em fluxo, e se usou uma curva de extinção própria do KPNO. Os frames foram corrigidos pela distorção ao longo da direção espacial usando um ajuste polinomial de segunda ordem à distribuição espectral do pico do contínuo de emissão das estrelas padrões de fluxo, e logo aplicadas aos frames das galáxias do programa. Mais detalhes desta redução estão em González Delgado *et al* (2001).

3.5 Comentários

3.5.1 Características Espectrais na Região $\lambda\lambda$ 8300-9100 Å.

As linhas em absorção em 8498.02, 8542.09 e 8662.14 Å ("triplete do Cálcio"; CaT) originam-se nas transições atômicas $J=3/2 \rightarrow 3/2$, $5/2 \rightarrow 3/2$ e $3/2 \rightarrow 1/2$, respectivamente, entre os níveis $3d^2D$ e $4p^2P^0$ do átomo do cálcio uma vez ionizado. O CaT se encontra em estrelas de vários tipos espectrais, desde F5 a M2 aproximadamente; é mais intenso nas gigantes do tipo K, e para os extremos da classificação espectral diminui em intensidade (Figura 3.1). Nestas estrelas e na região de interesse encontram-se também outras linhas atômicas como MgI em 8806.8 Å e FeI em 8514.1, 8674.8, 8688.6 e 8824.2 Å. Também as linhas de Paschen de alta ordem são importantes em estrelas com tipo espectral mais quente que G3. A intensidade delas é máxima nas estrelas do tipo F ou A, dependendo da classe de luminosidade (Andrillat *et al*, 1995). Para temperaturas estelares maiores que as destes tipos espectrais o CaT não é facilmente detectado devido a que as linhas Pa16 λ 8502.5, Pa15 λ 8545.4 e Pa13 λ 8665.0 se encontram superpostas às linhas do CaT; este é um

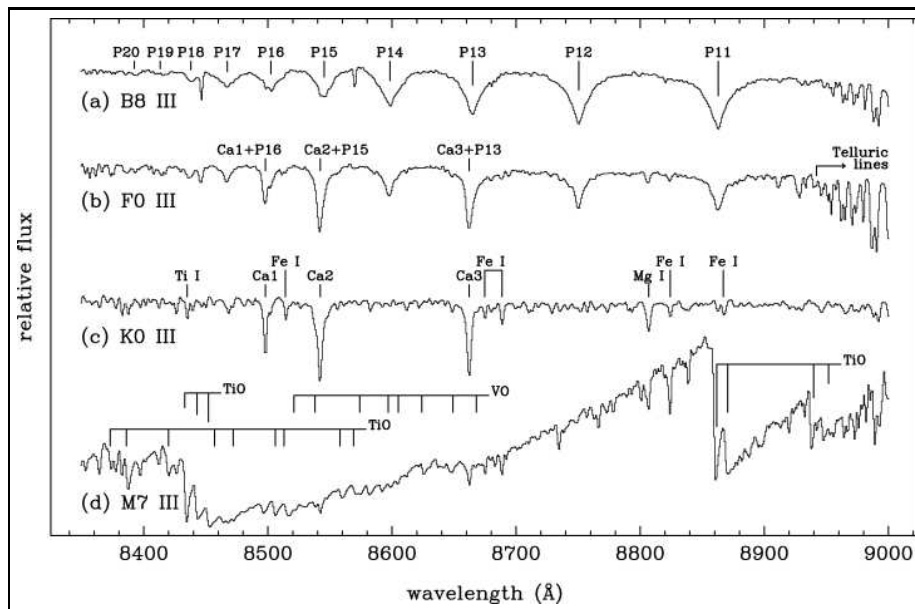


Fig. 3.1: Espectros das estrelas HD186568 (B8III), HD89025 (F0III), HD216228 (K0III) e HDK114961 (M7III) na faixa de ~ 8350 - 9000 Å, mostrando as linhas de Paschen desde Pa11 à Pa20, o CaT, linhas metálicas, e bandas moleculares (adaptado de Cenarro *et al.*, 2001)

problema na medição do CaT em estrelas mais quentes que A ou F e com resolução baixa ou intermédia (Chmielewsky, 2000). As estrelas mais frias que M apresentam bandas moleculares de TiO e VO, cujas intensidades aumentam com a diminuição da temperatura e gravidade superficial (mais intensas nas gigantes que nas anãs). Nestes tipos espectrais o CaT aparece muito fraco.

Em galáxias aparecem também as emissões em OI $\lambda 8446.4$ e as linhas proibidas [SIII] $\lambda 9068.9$ e [FeII] $\lambda 8617$. Tanto OI quanto [FeII] podem tornar difícil a determinação do contínuo no ajuste do CaT, o que é discutido no Capítulo 5. As linhas Pa16, Pa15 e Pa13 estão superpostas às do CaT. As suas intensidades (determinadas com base na intensidade de Pa14, em ~ 8598.4 Å, que é mais isolada) são em geral baixas. A Tabela 3.5 mostra as principais linhas observadas em estrelas e em

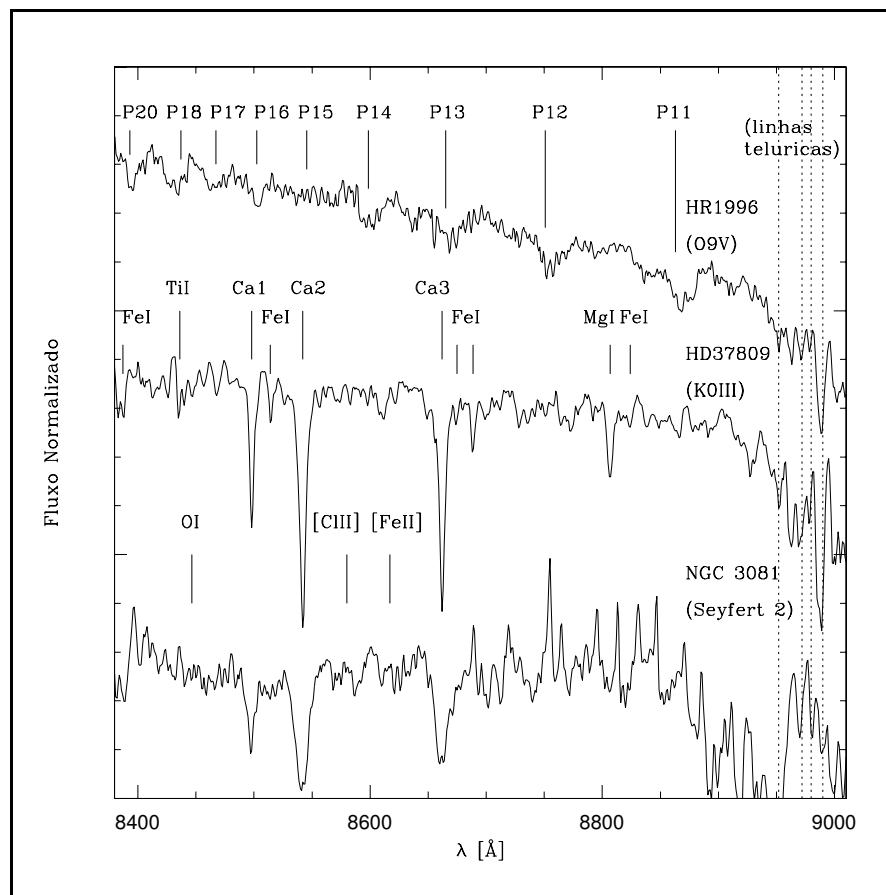


Fig. 3.2: Espectros observados das estrelas HR1996 (O9V) e HD37809 (K0III), junto com o espectro nuclear da galáxia NGC3081 (S0, Seyfert 2) na faixa de ~ 8350 - 9000 Å.

galáxias na região de interesse.

Na Figura 3.2 se mostram alguns espectros que apresentam linhas de Paschen (HR1996, O9V), e CaT em estrelas (HD37809, K0III) e galáxias (NGC 3081). Na região espectral acima de ~ 8900 Å as absorções causadas pela molécula H_2 são bem intensas; afortunadamente estão fora da região espectral do CaT, desde que o deslocamento ao vermelho das galáxias de interesse sejam menores que ~ 10000 km/s.

Linhas na faixa espectral ~8300-9100				
CaT	FeI	Outras linhas	H ₂ O	Paschen do H [Å]
				8203.6 (P_{∞})
				8359.0 (P_{22})
				8374.4 (P_{21})
	8387.0			8392.4 (P_{20})
				8413.3 (P_{19})
		TiI 8435.0		8438.0 (P_{18})
		OI 8446.4		8467.3 (P_{17})
8498.02				8502.5 (P_{16})
	8514.1			
8542.09				8545.4 (P_{15})
				8598.4 (P_{14})
		[FeII] 8617.0		
8662.14				8665.0 (P_{13})
	8674.8			
	8688.6			
				8750.5 (P_{12})
		MgI 8806.8		
	8824.2			8862.8 (P_{11})
			~8952	
			~8972	
			~8980	
			~8992	
				9014.9 (P_{10})
		[SIII] 9068.9		
				(9229.0, P_9)

Tab. 3.5: Coluna 1: Tripleto do Cálcio. Coluna 2: Linhas do FeI. Coluna 3: Outras linhas estelares mais as proibidas (nebulares) observadas em galáxias. Coluna 4: linhas telúricas (da atmosfera). Coluna 5: Série de Paschen do Hidrogénio.

3.5.2 Franjas de Interferência no CCD.

Nas observações no ESO, foi usado um CCD afinado (“thinned CCD”), o que provoca o aparecimento de franjas para comprimentos de onda acima de $\sim 7000 \text{ \AA}$. Basicamente, o problema está em que a luz que entra no CCD experimenta uma série de reflexões internas, produzindo franjas de interferência com um máximo de até $\sim 15\%$ de amplitude ao redor de $\sim 8700 \text{ \AA}$, o que se mostra na Figura 3.3.

As franjas podem, em princípio, ser removidas usando Flats internos (de lâmpada) na redução, obtidos em diferentes posições do telescópio durante a noite de observação. No caso de não ter feito Flats internos na noite de interesse, pode-se procurar os Flats de arquivo do observatório, feito com a mesma configuração, tal como foi sugerido por Plait (1997) para as observações feitas com NICMOS no HST, e ver qual deles minimiza as franjas no final da redução.

O processo de correção dos efeitos indesejáveis das franjas é complexo e essencialmente “artesanal”. Encaramos este problema da seguinte maneira: um subconjunto dos espectros foi reduzido de dois modos: com e sem remoção das franjas (a remoção das franjas foi realizada pela Dra. Áurea Garcia Rissman, colaboradora deste projeto). Ao final, comparamos as dispersões de velocidades estelares obtidas com e sem remoção de franjas: observamos que a remoção delas não causa variações significativas no valor final das dispersões de velocidades σ_* . Uma vez que σ_* é o principal produto da nossa análise dos espectros, optamos por não efetuar a correção por franjas em todos nossos dados, já que ela não afeta σ_* .

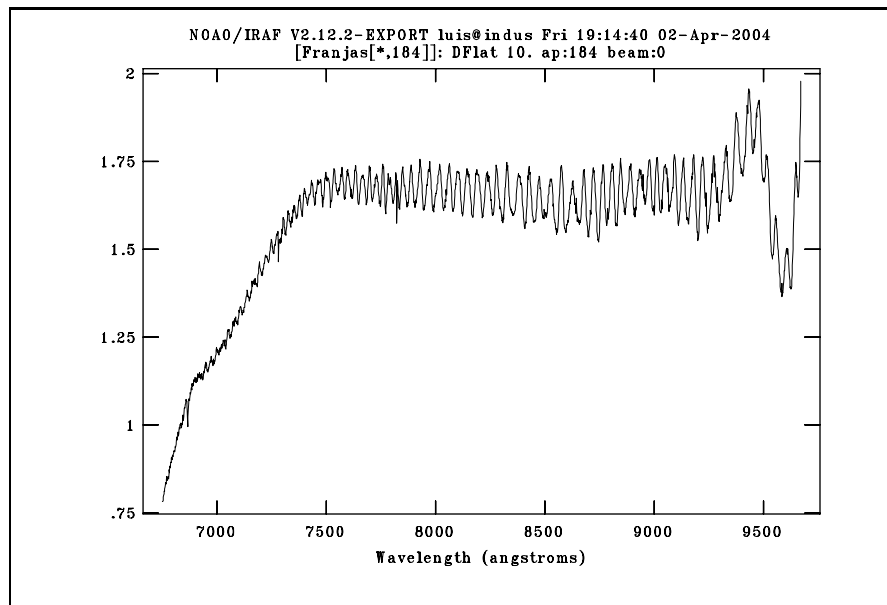


Fig. 3.3: Franjas de interferência, observadas em um espectro de Flat de cúpula no telescópio 1.52m de ESO-LaSilla

3.5.3 Emissão do Céu.

Sempre que possível, a subtração do céu foi feita com as partes espacialmente mais próximas à janela de extração, tentando que a emissão da galáxia não contamine a extração final. Esta parte do processo de redução foi cuidadosa, já que a emissão do céu no vermelho é bem intensa.

Nas Figuras 3.4 e 3.5 vemos que acima de $\sim 7200 \text{ \AA}$ a emissão da atmosfera está dominada por numerosas e intensas linhas de OH. A emissão é bem menor nas “janelas” de $\sim 8100 \text{ \AA}$ a 8200 \AA e de $\sim 9100 \text{ \AA}$ a 9200 \AA ; esta última é útil se quisermos observar [SIII] $\lambda 9069$ para as galáxias com velocidades de $\sim 1000 \text{ km/s}$ até $\sim 7500 \text{ km/s}$. Todavia, o estudo das linhas do CaT encontra-se mais difícil: embora as pequenas faixas de ~ 8550 a 8600 \AA e de ~ 8700 a 8750 \AA ajuda a que as linhas do cálcio estejam menos contaminadas, algumas vezes alguma das linhas (dependendo do z da galáxia) não era de fácil identificação. Mesmo assim, as outras duas

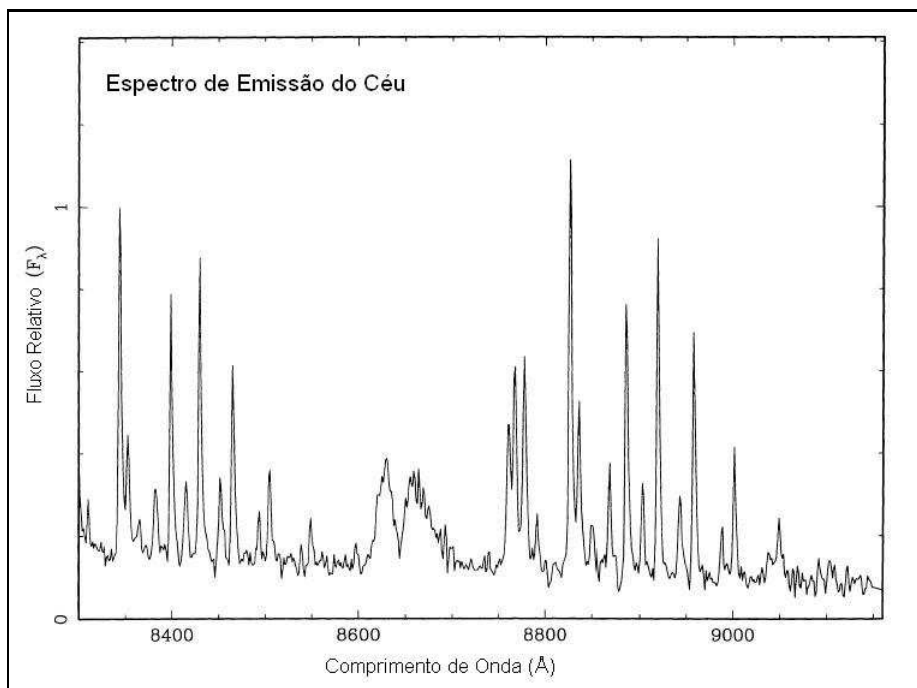


Fig. 3.4: Emissão do Céu no KPNO em 8300-9200 \AA . (Extraído de Nelson e Whittle, 1995)

resultaram bem nítidas e úteis para o exame cinemático proposto neste trabalho.

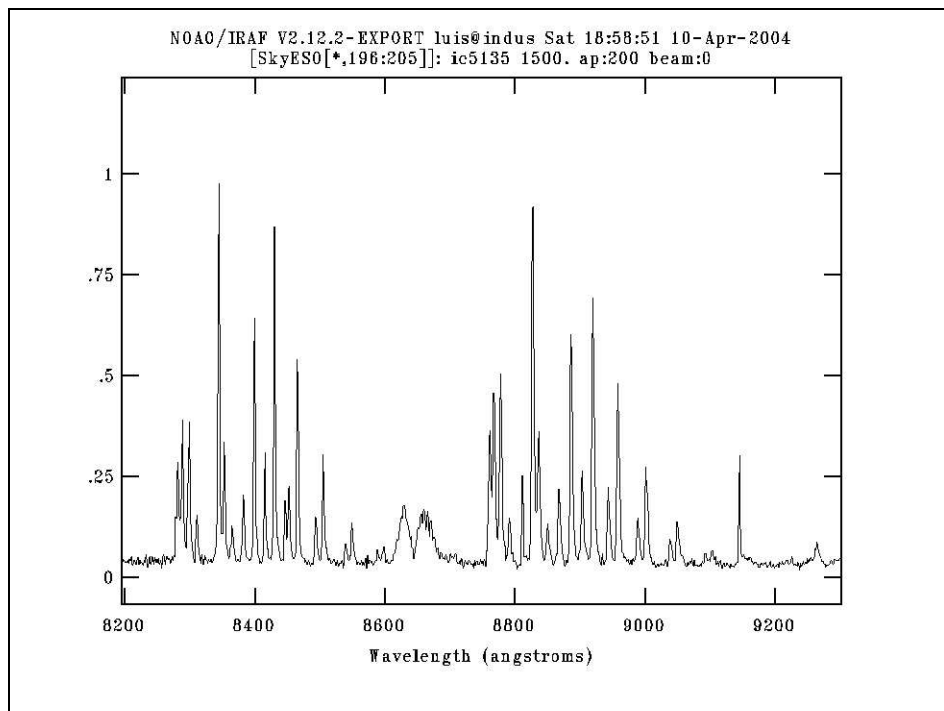


Fig. 3.5: Emissão do Céu no ESO em $\sim 8200\text{-}9300$ Å.

Capítulo 4

ATLAS DE ESPECTROS

O interesse deste trabalho é estudar as linhas de absorção estelares do tripleto do cálcio ionizado (CaT) em 8498.02, 8542.09 e 8662.14 Å, e da linha nebular do enxofre duas vezes ionizado [SIII] λ 9068.9. Neste capítulo apresentamos os dados espectroscópicos para a amostra descrita no Capítulo 2.

4.1 *Espectros na faixa do tripleto do Cálcio*

Nas Figuras 4.1 a 4.12 se mostram os espectros na faixa espectral do CaT. Eles correspondem às extrações nucleares feitas segundo o explicado no Capítulo anterior. A faixa mostrada corresponde a 8400 a 8760 Å. Os espectros estão normalizados em fluxo e homogenizados no sentido de que estão todos na mesma faixa espectral, já corrigidos por deslocamento ao vermelho (segundo explicado em §3.4) e com a mesma dispersão espectral (amostragem de 1 em 1 Å). Todos os espectros foram corrigidos pela extinção Galática usando a lei de Cardelli *et al* (1989), e os valores de A_B listados na NED. Como esperado, esta correção é muito pequena na maioria

dos casos.

Para comparar visualmente o CaT observado nas galáxias com os estelares, em cada figura apresentamos também um espectro de estrelas padrões de velocidade usadas como templates em cada amostra. As linhas do CaT são indicadas em linhas pontilhadas e as linhas mais importantes além do CaT são indicadas com setas abaixo dos espectros estelares.

Pode-se ver que as intensidades das linhas variam muito para cada galáxia; em alguns casos o CaT era muito fraco e em outros muito forte. Este tipo de análise será feito em maior detalhe quando analizarmos as larguras equivalentes do CaT (Capítulo 6). Nas figuras estão marcadas as linhas OI $\lambda 8446$ e [FeI] $\lambda 8617$. A linha OI $\lambda 8446$ está presente nas BLR dos núcleos Seyfert 1; é particularmente intensa em MCG-6.30.15, NGC 3783 e NGC4748. A emissão entre a primeira e a segunda linha do CaT corresponde a [FeI] $\lambda 8617$, e sua intensidade varia em cada galáxia.

As relações S/N também são bem diferentes para cada espectro, e em alguns casos alguma das linhas do CaT é muito fraca. Embora estes fatores façam com que as linhas não pareçam bem nítidas, eles não comprometem significativamente a determinação das dispersões de velocidades.

4.2 Espectros da linha [SIII] $\lambda 9068.9$

Além das linhas do CaT, nossos espectros contém também algumas linhas em emissão, segundo foi descrito em §3.5.1; uma das linhas mais intensas na NLR é [SIII] $\lambda 9068.9$, presente na maioria de nossos espectros.

Nas Figuras 4.13 a 4.16 se mostram os espectros na região do [SIII] $\lambda 9068.9$.

Capítulo 4. ALIAS DE ESPECTROS 55

Nem toda galáxia apresenta emissão forte nesta linha: da totalidade, medimos a largura a metade de intensidade (FWHM) em 40 galáxias ($\sim 70\%$ da amostra). Esta questão é discutida em detalhe no Capítulo §5.

A fim de comparar a cinemática do gás (obtida através desta linha nebular) com a das estrelas (a partir do CaT), os espectros na faixa do enxofre correspondem às mesmas extrações do CaT (§4.1). Eles são apresentados em velocidade, após correção Doppler tomando como referência os centros das gaussianas ajustadas à linha [SIII]. A velocidade estelar (v_*) é mostrada na base de cada espectro, e o valor do FWHM do [SIII] é mostrado junto ao nome de cada galáxia.

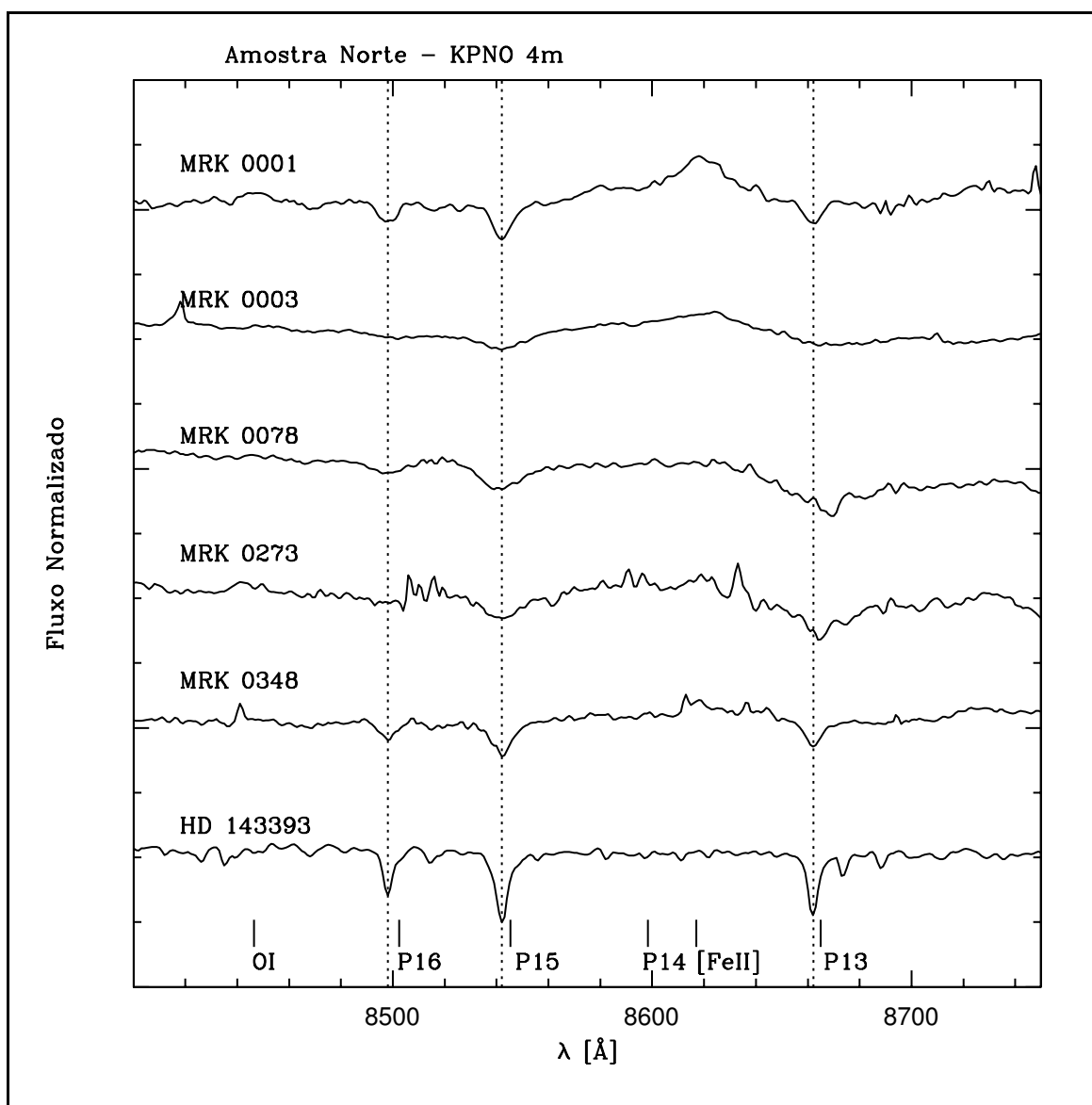


Fig. 4.1: Espectros na faixa de 8400-8800 Å. Os espectros estão corrigidos por afastamento Doppler, normalizados e deslocados verticalmente para facilitar a visualização. As linhas do CaT estão marcadas em linhas pontilhadas. São indicadas com setas as linhas OI λ 8446 e [FeI] λ 8617, além das linhas de Paschen P13, P14, P15 e P16. Abaixo dos espectros das galáxias se mostra um espectro de estrela padrão de velocidade, a fim de ilustrar a largura intrínseca das linhas do CaT.

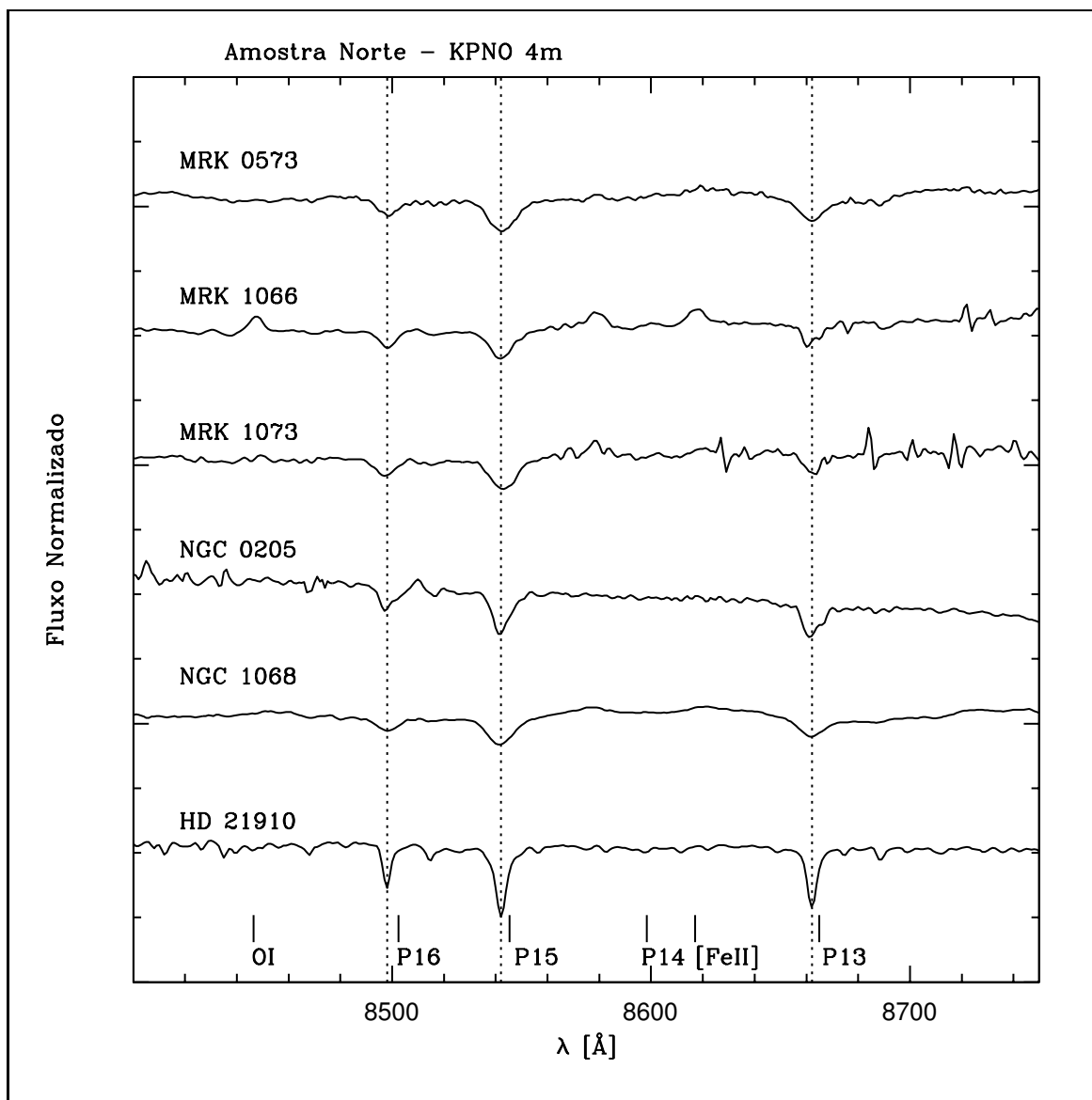


Fig. 4.2: Espectros na faixa de 8400-8000 \AA . Descrição, ver Figura 4.1

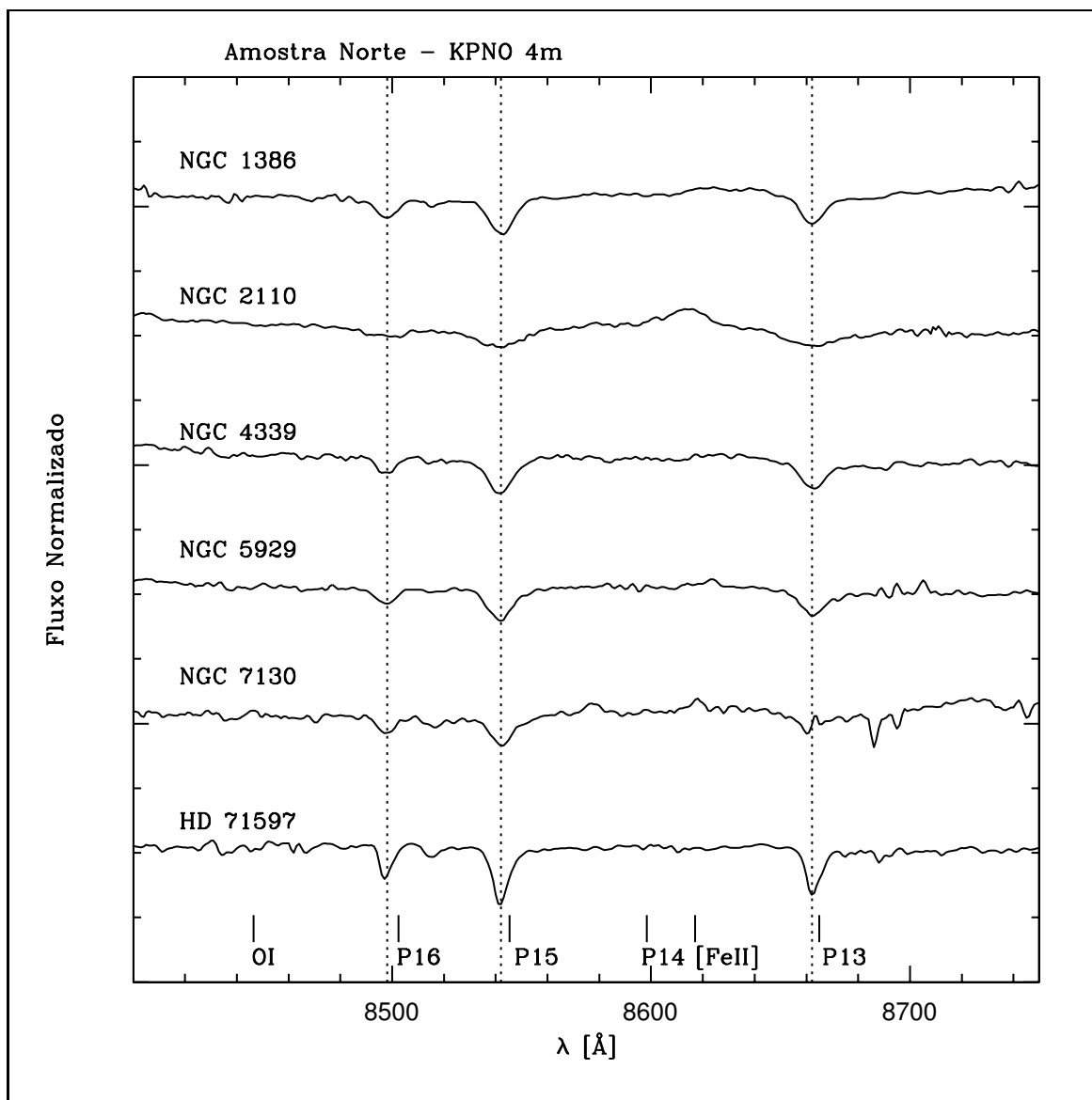


Fig. 4.3: Espectros na faixa de 8400-8000 \AA . Descrição, ver Figura 4.1

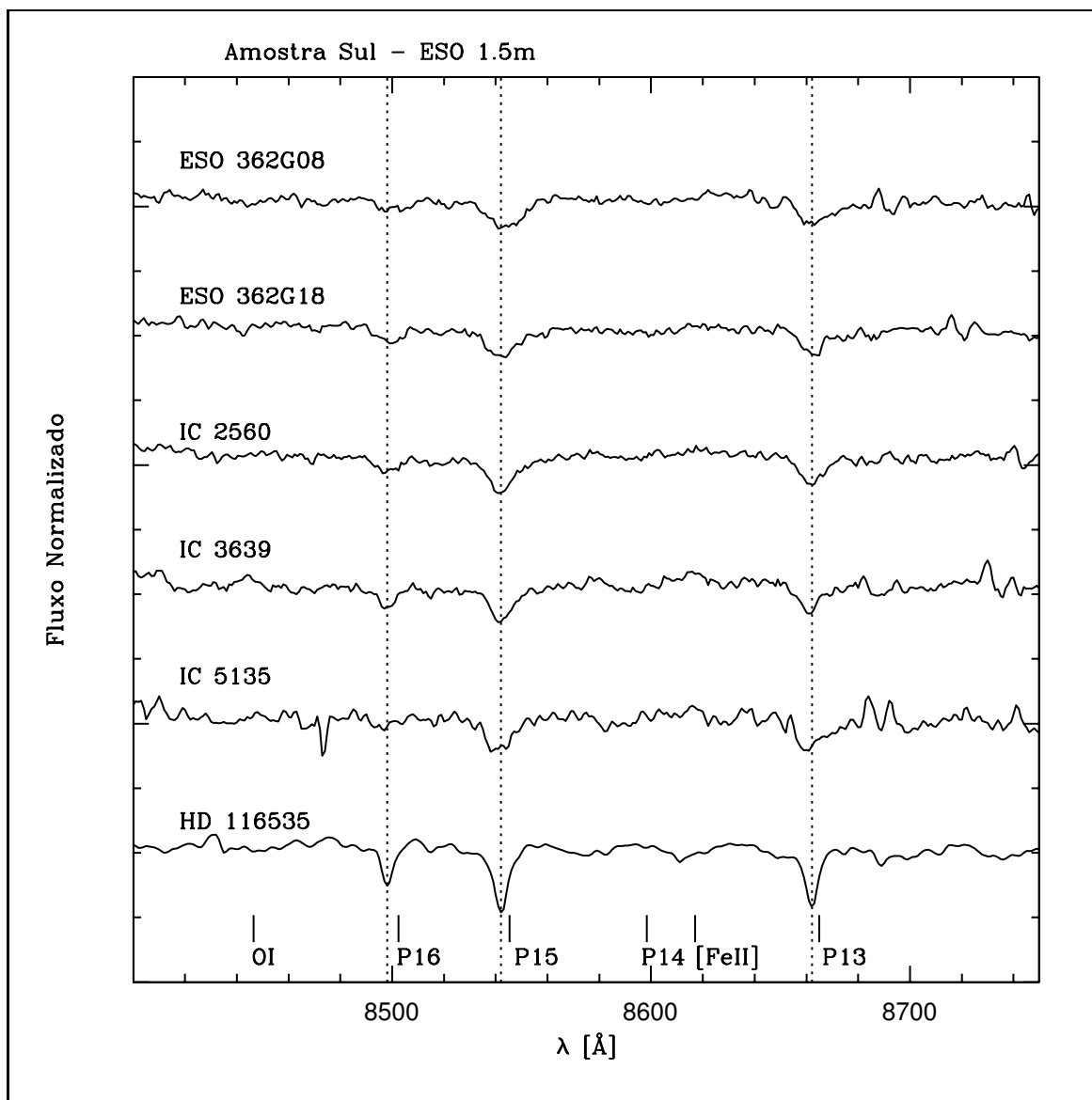


Fig. 4.4: Espectros na faixa de 8400-8000 Å. Descrição, ver Figura 4.1

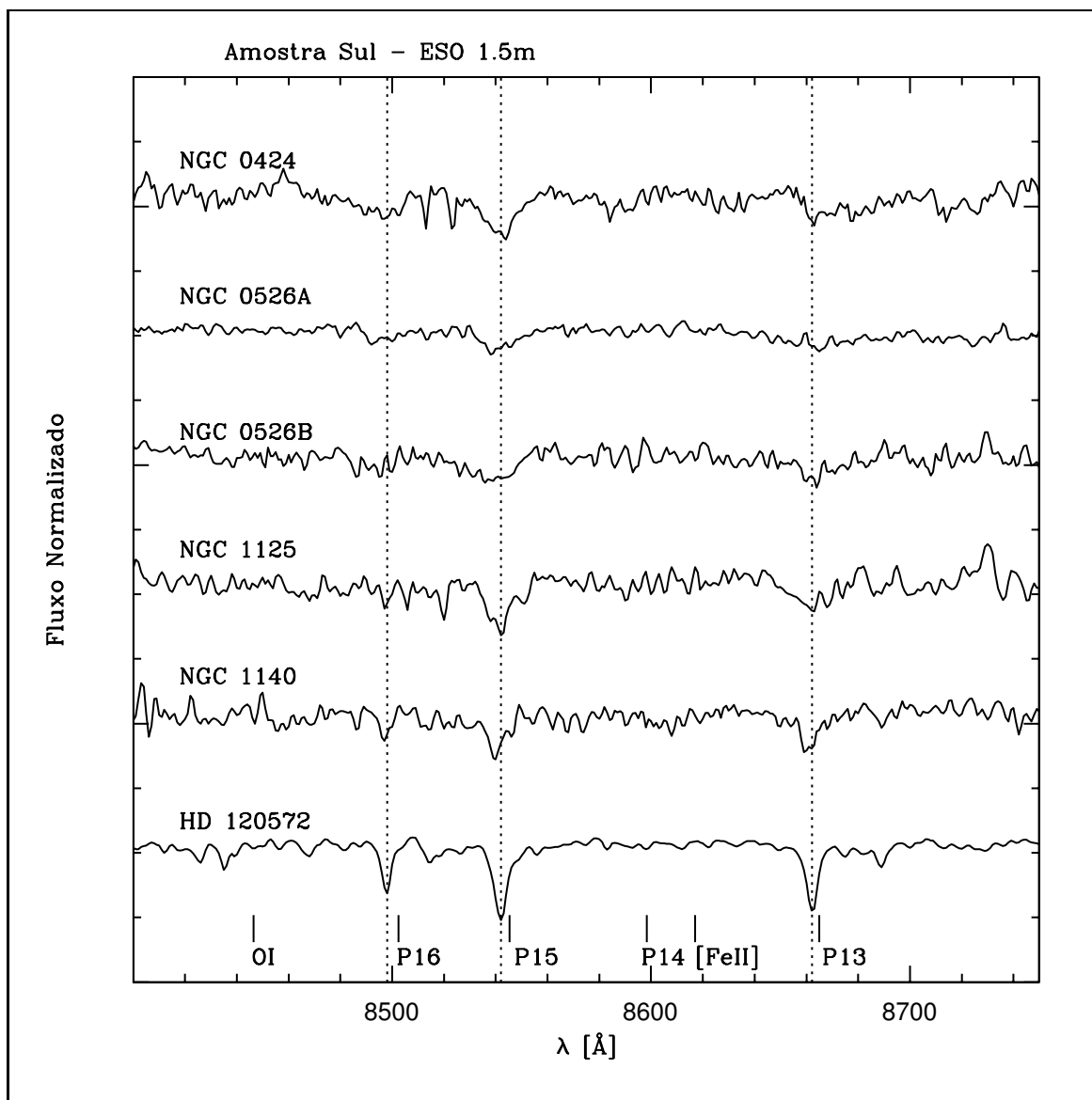


Fig. 4.5: Espectros na faixa de 8400-8000 \AA . Descrição, ver Figura 4.1

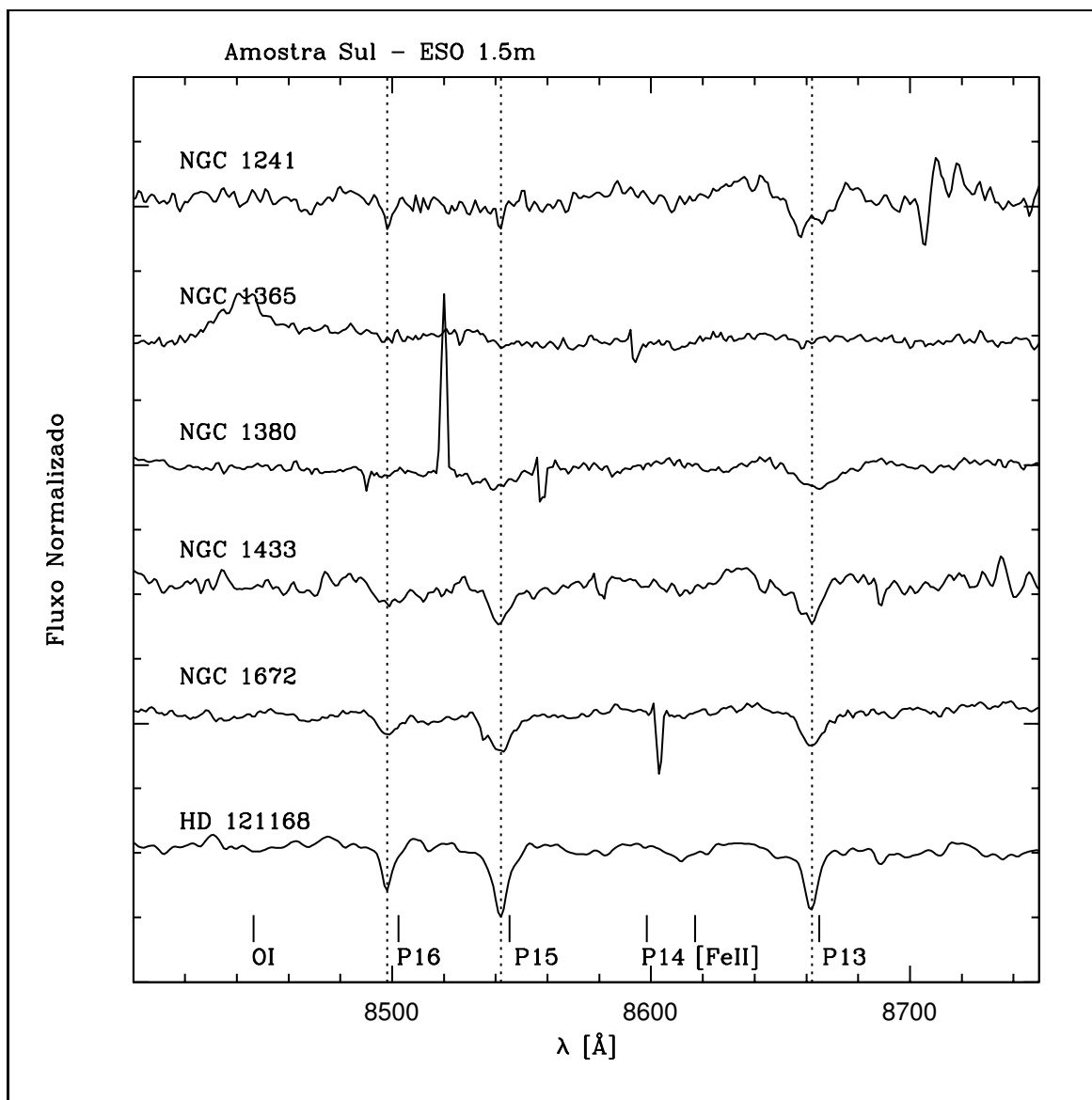


Fig. 4.6: Espectros na faixa de 8400-8000 Å. Descrição, ver Figura 4.1

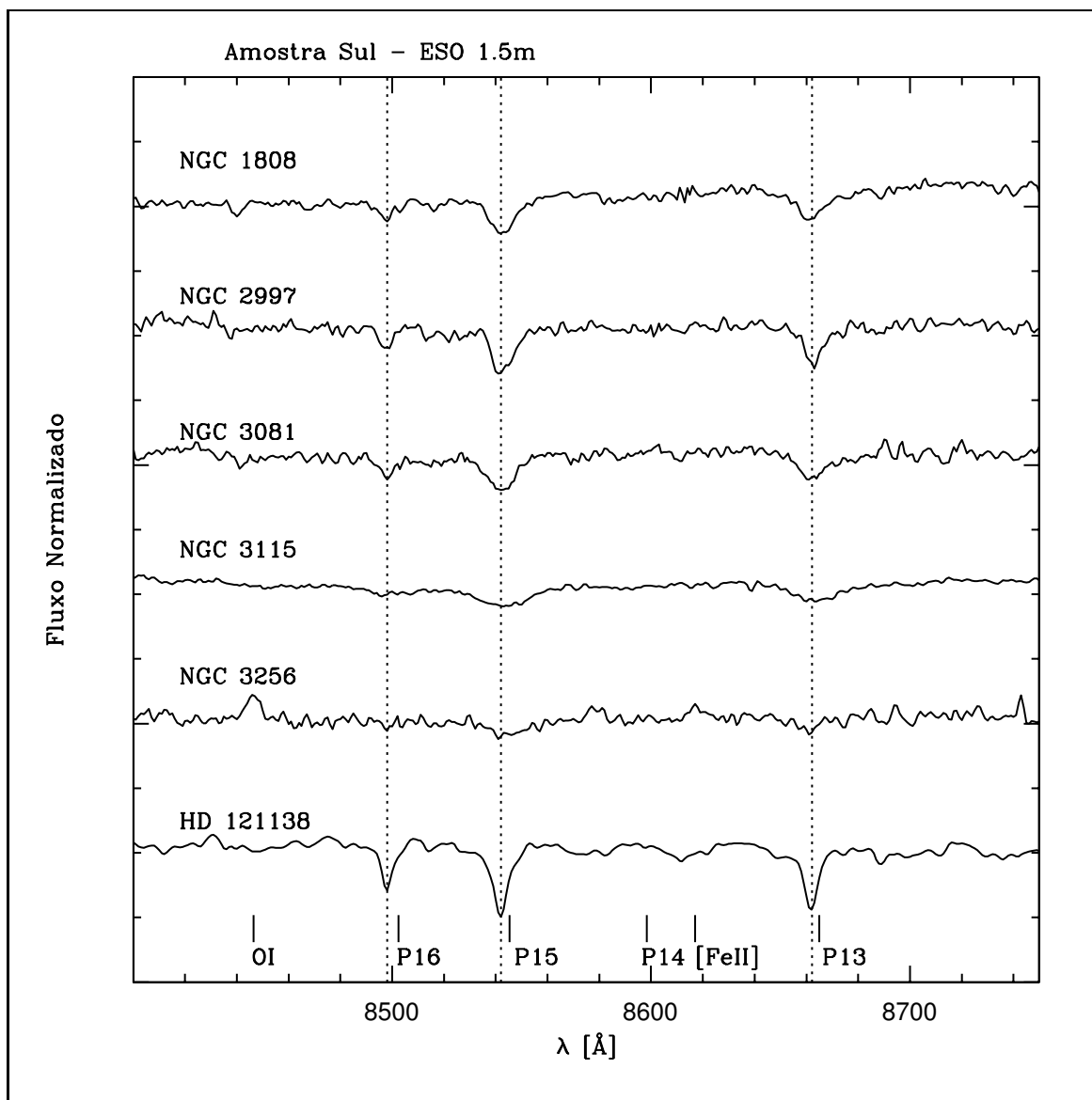


Fig. 4.7: Espectros na faixa de 8400-8000 \AA . Descrição, ver Figura 4.1

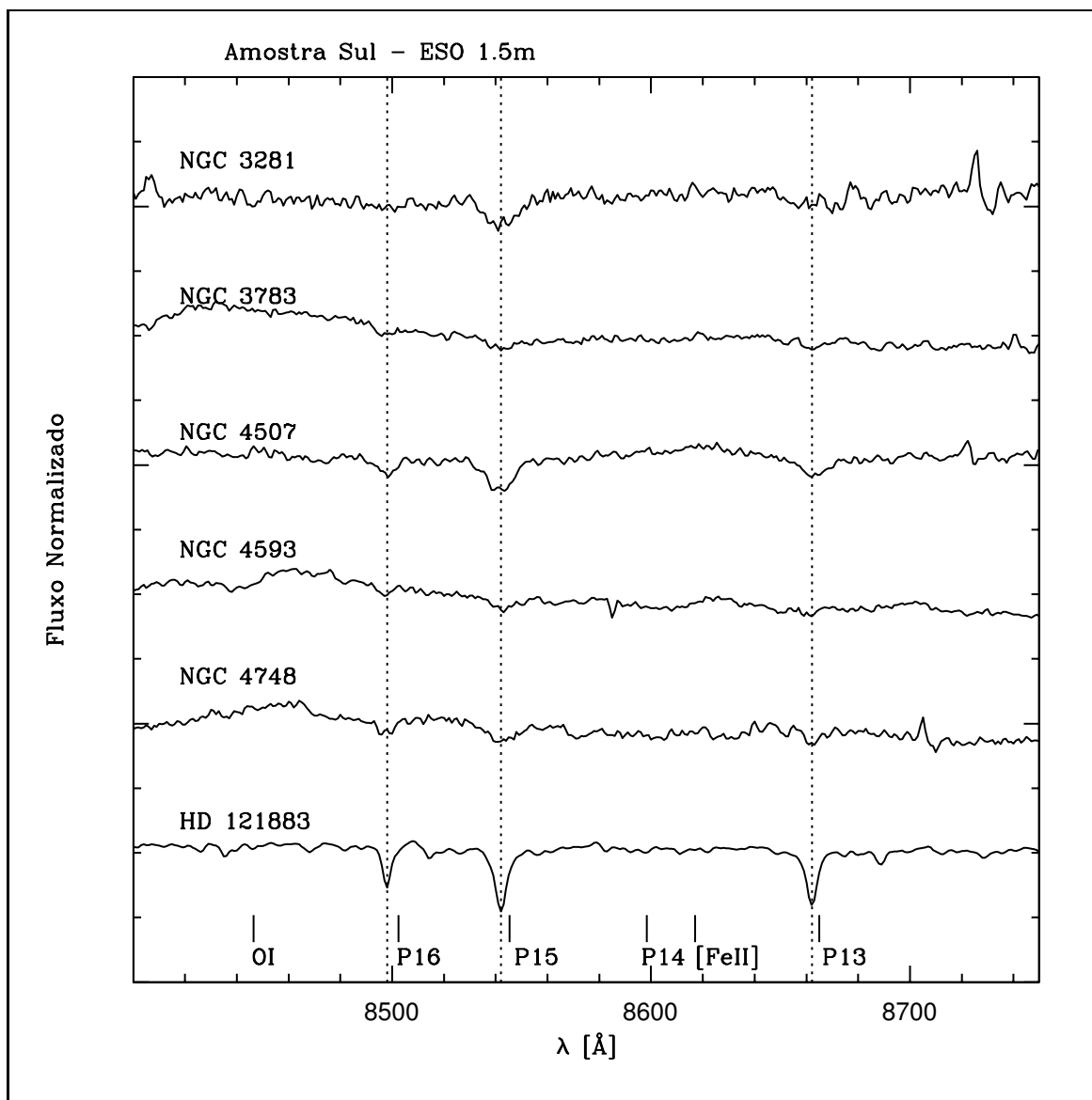


Fig. 4.8: Espectros na faixa de 8400-8000 Å. Descrição, ver Figura 4.1

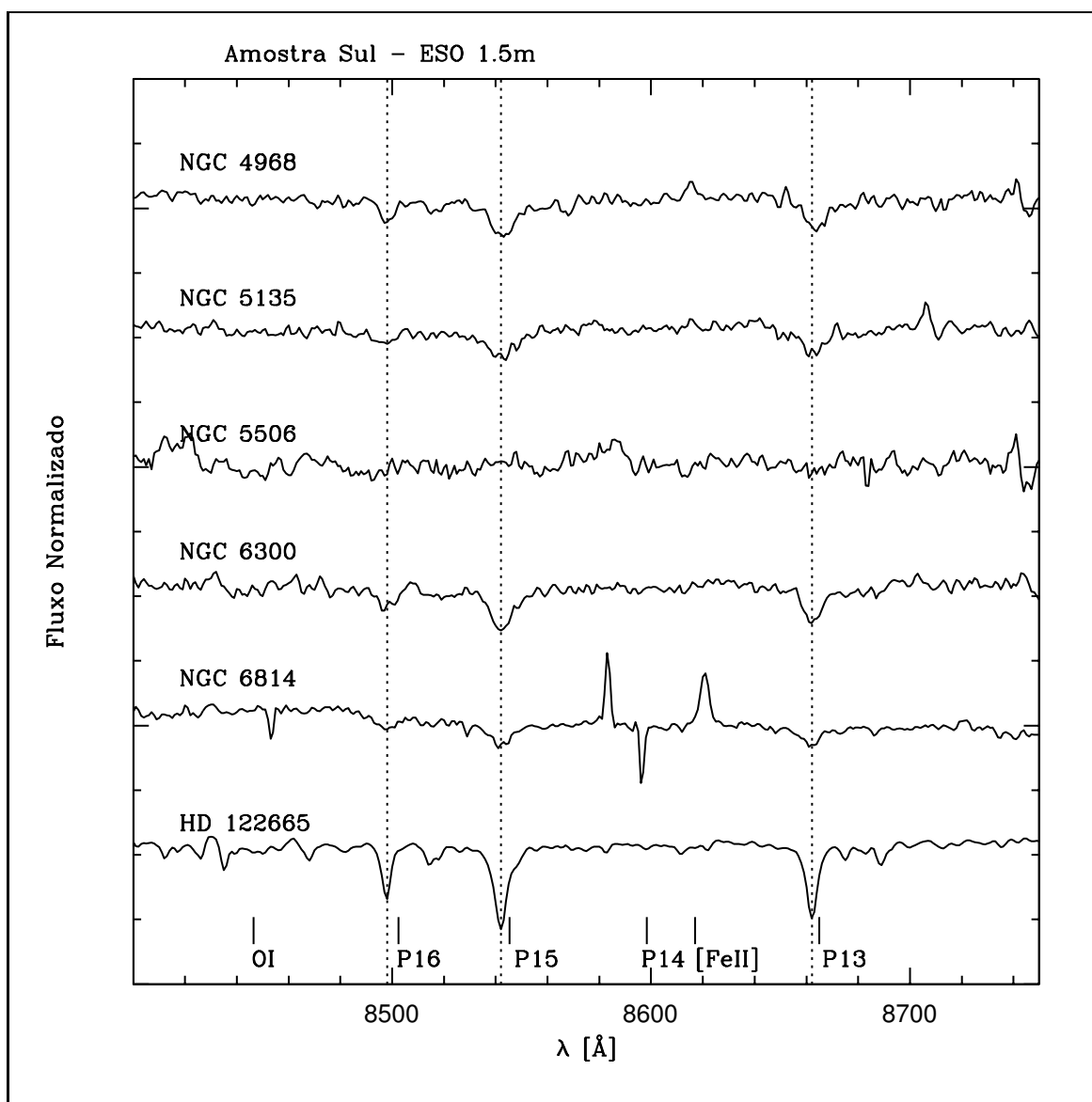


Fig. 4.9: Espectros na faixa de 8400-8000 Å. Descrição, ver Figura 4.1

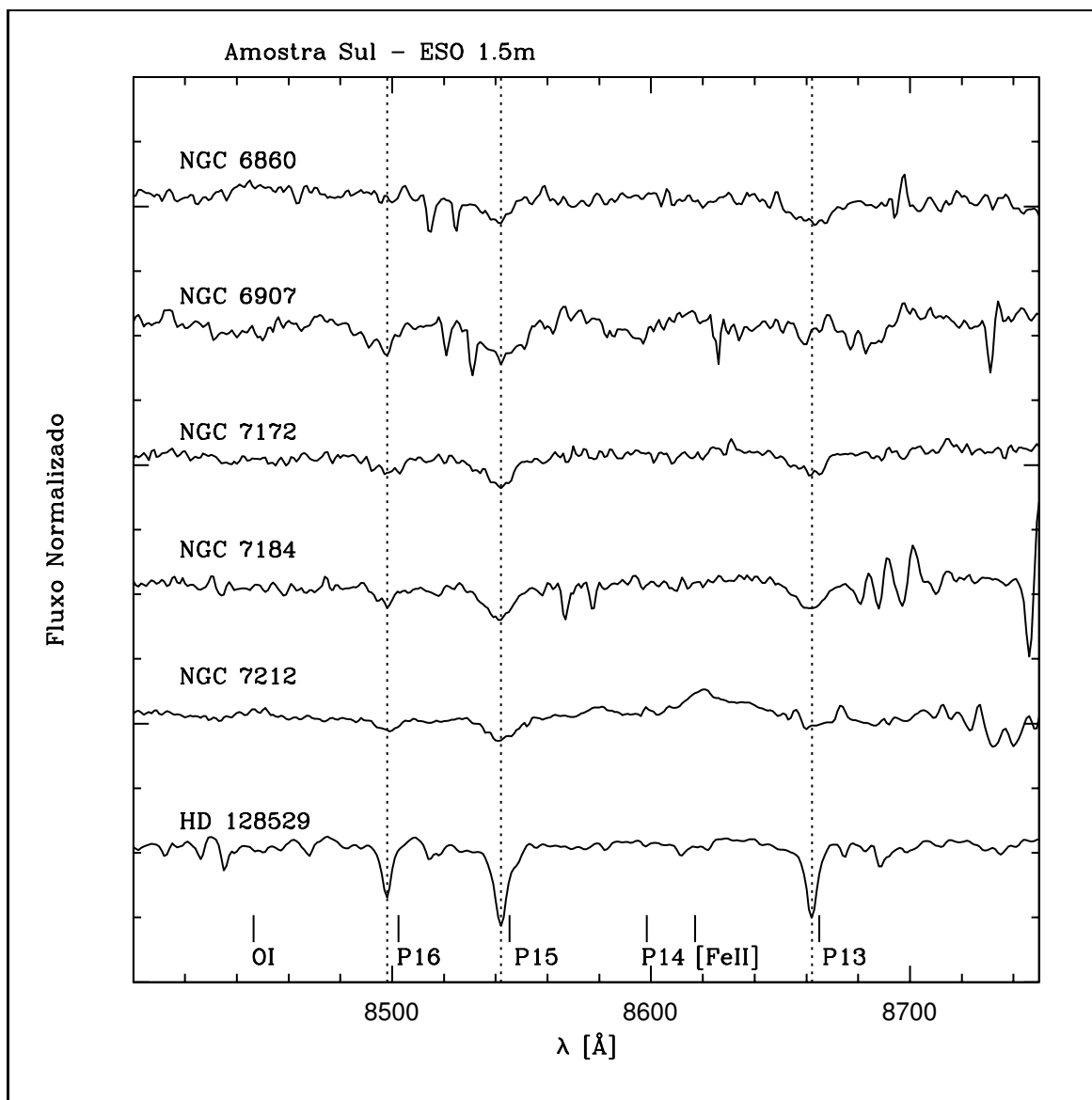


Fig. 4.10: Espectros na faixa de 8400-8000 \AA . Descrição, ver Figura 4.1

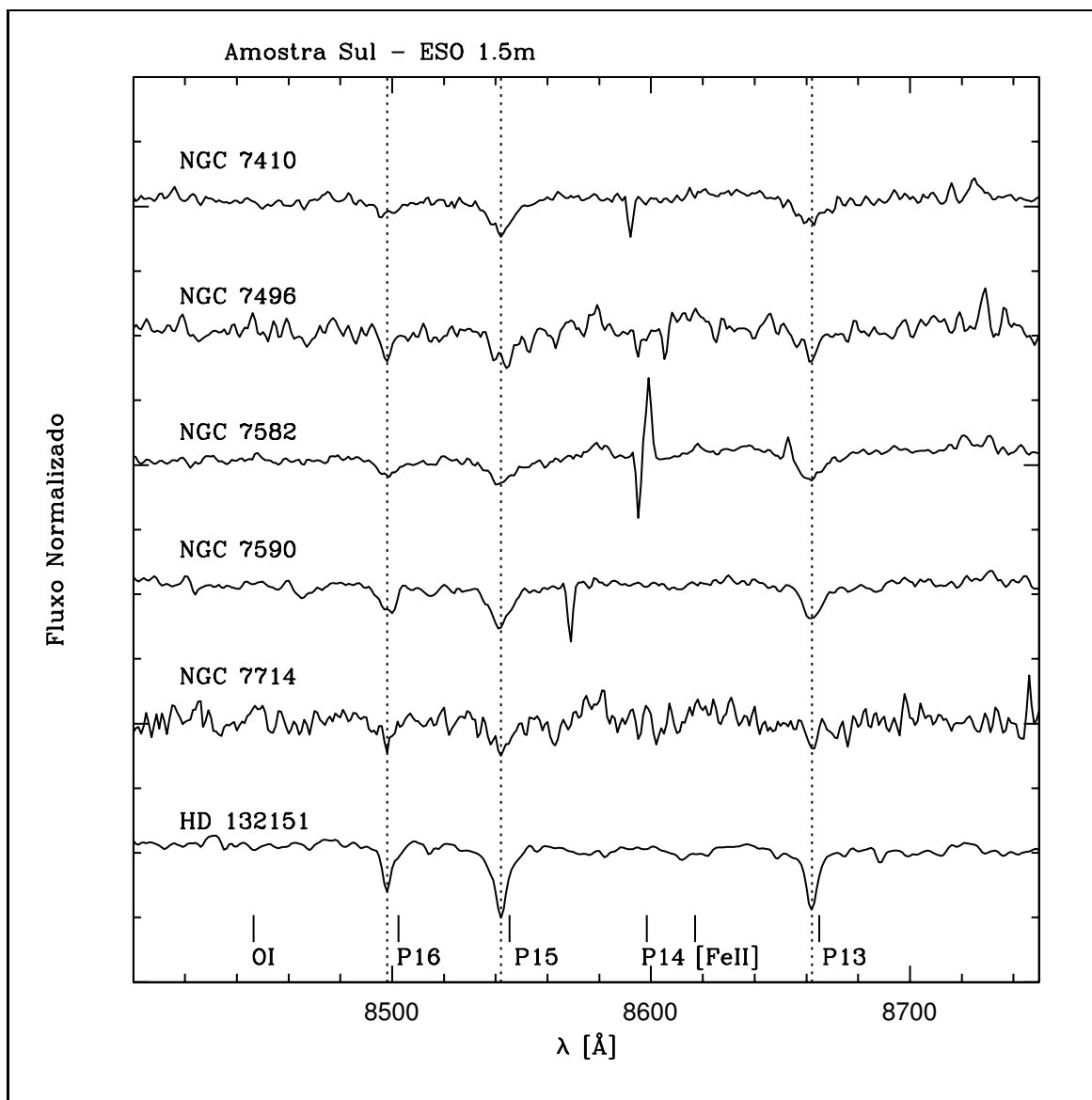


Fig. 4.11: Espectros na faixa de 8400-8000 Å. Descrição, ver Figura 4.1

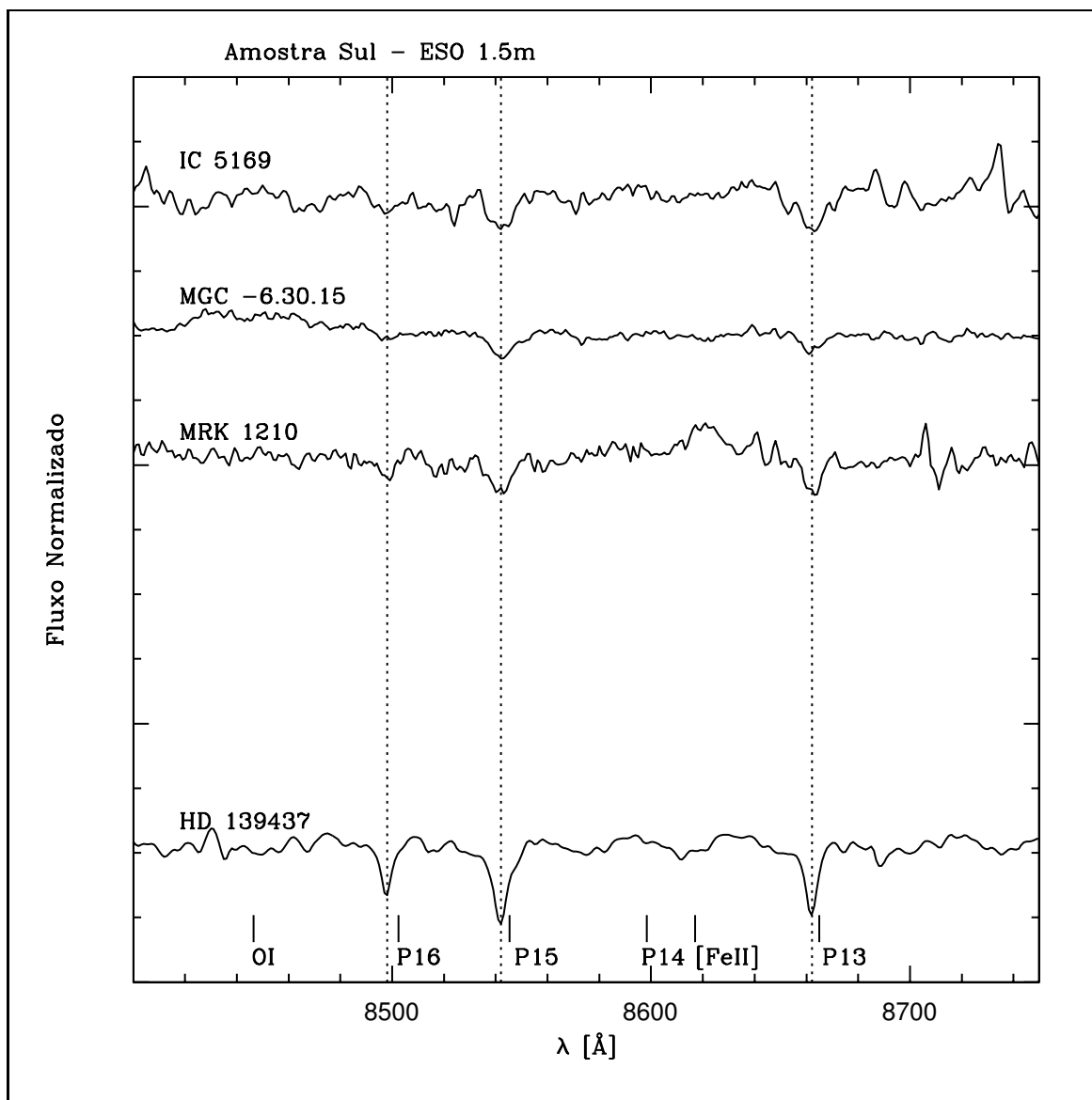


Fig. 4.12: Espectros na faixa de 8400-8000 Å. Descrição, ver Figura 4.1

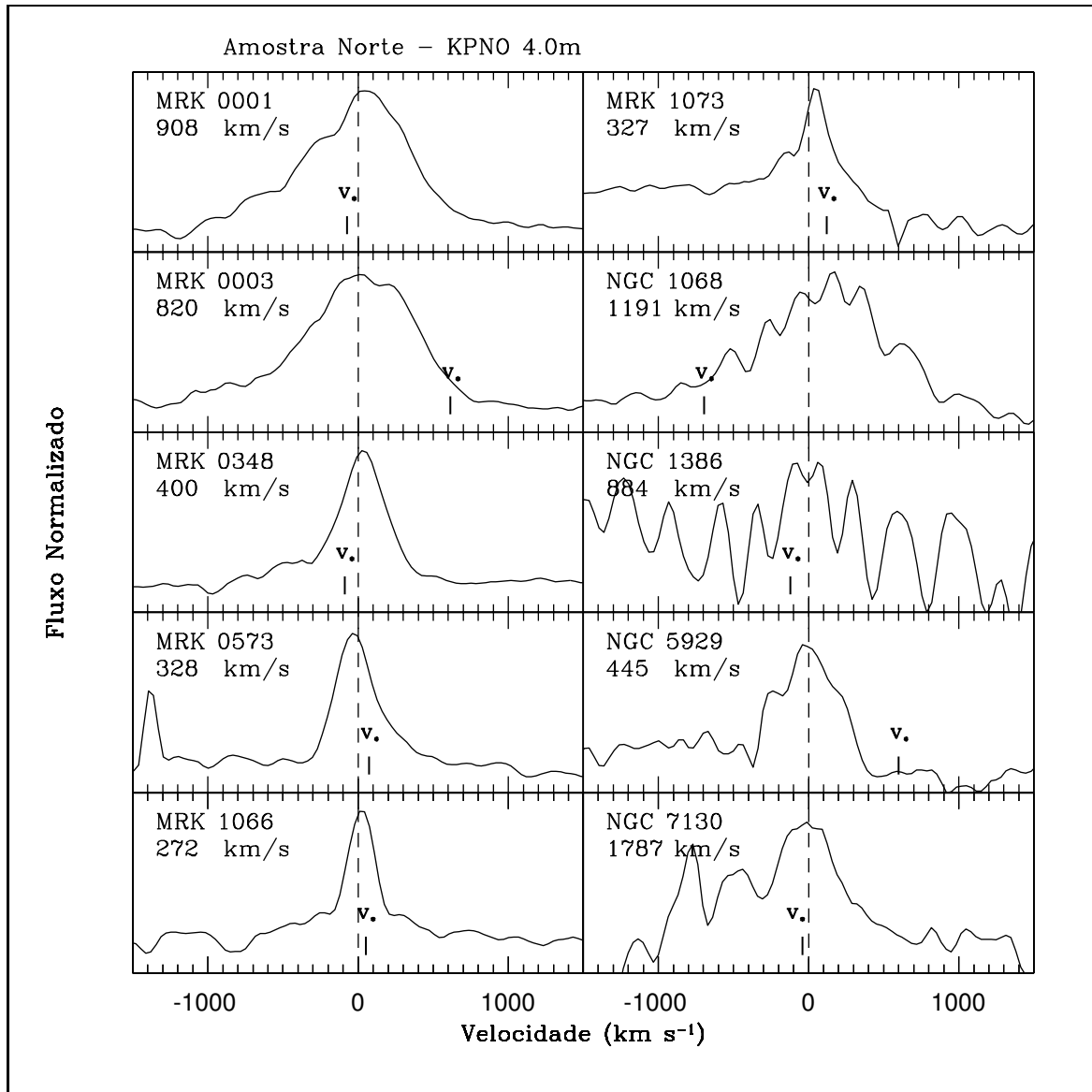


Fig. 4.13: Espectros ao redor do centróide da emissão do [SIII] λ 9068.9, mostrados em velocidade. Em cada espectro se indica o $FWHM_{SIII}$ abaixo do nome do objeto; a velocidade de afastamento das linhas estelares está marcada com uma seta.

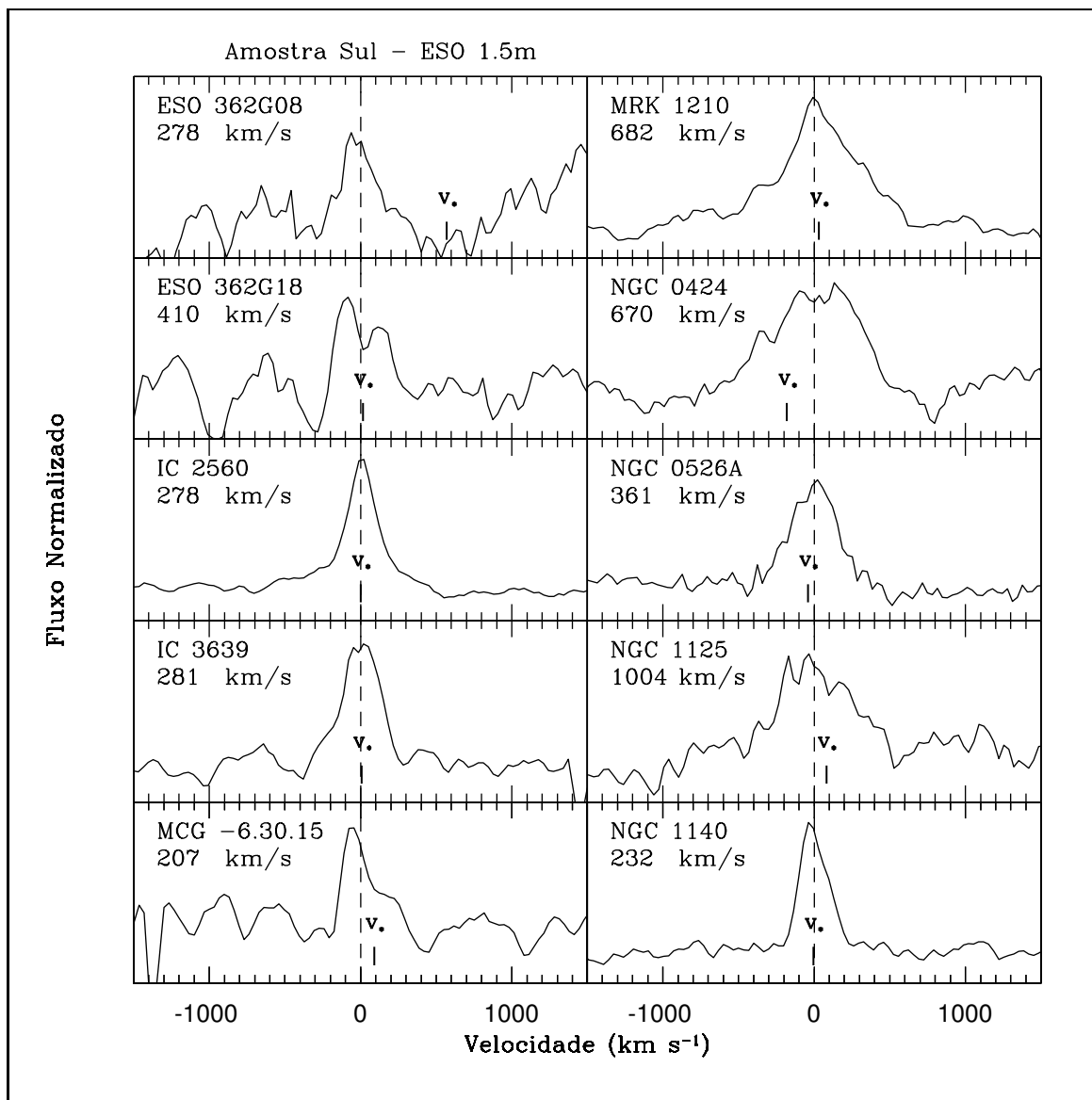


Fig. 4.14: Espectros do [SIII]9068.9 Å. Descrição, ver Figura 4.13.

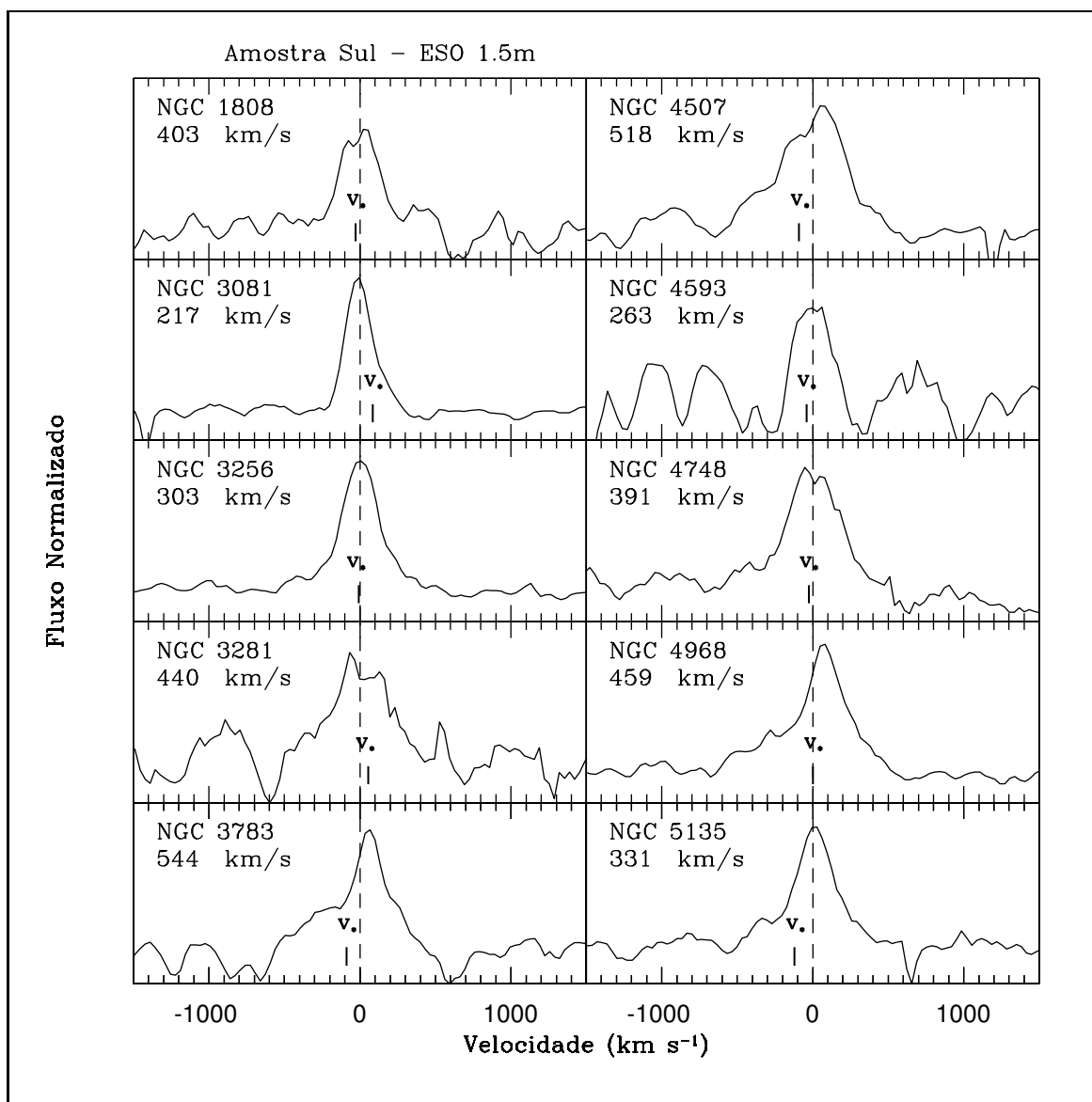


Fig. 4.15: Espectros do [SIII]9068.9 Å. Descrição, ver Figura 4.13.

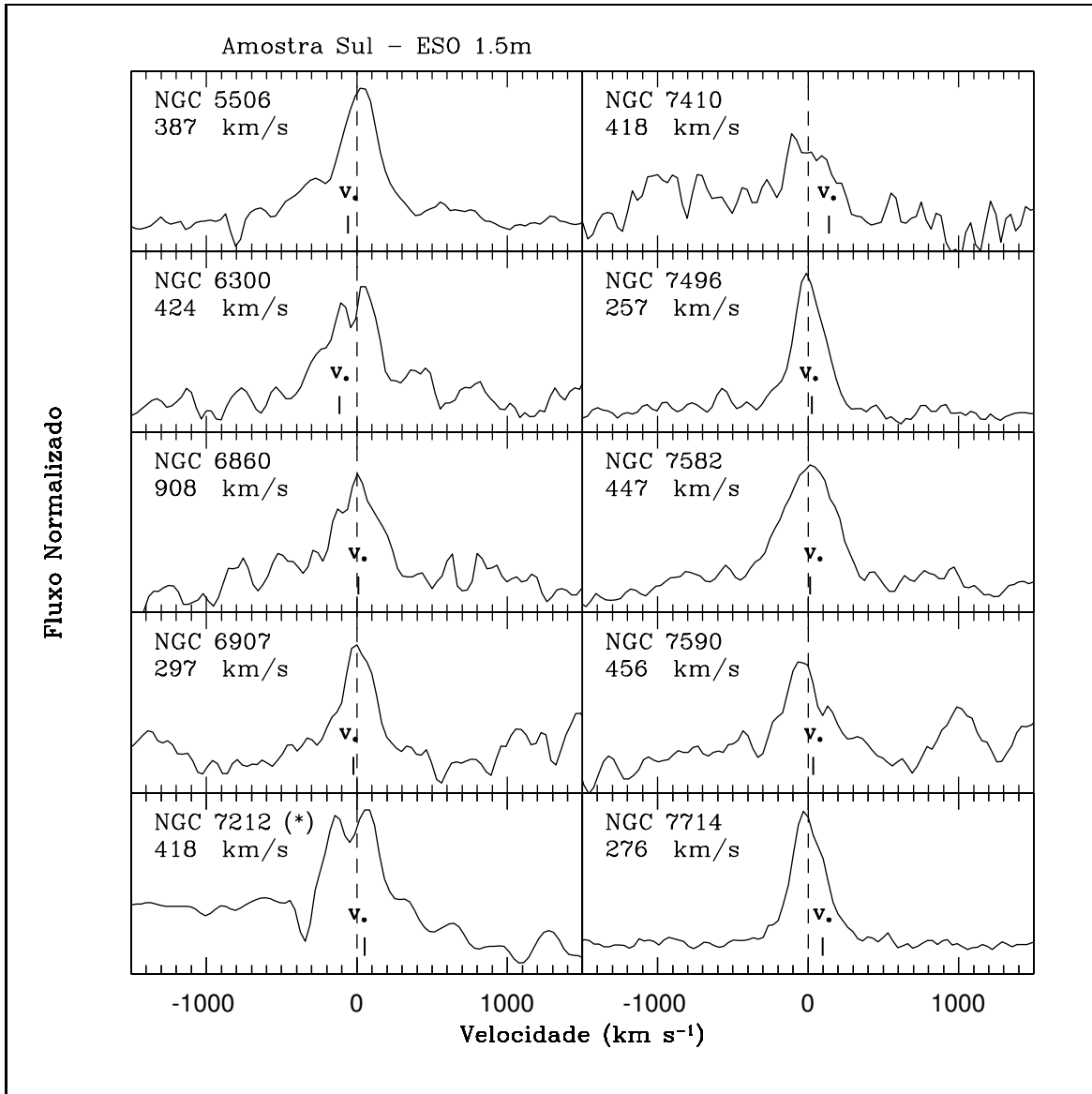


Fig. 4.16: Espectros do [SIII]9068.9 Å. Descrição, ver Figura 4.13;(*) NGC7212 é da Amostra Norte

Capítulo 5

ANÁLISE DOS DADOS CINEMÁTICOS

Os espectros mostrados no Capítulo anterior nos permitem estudar em detalhe algumas propriedades da população estelar (através do CaT) e do gás (através da linha de emissão do [SIII] $\lambda 9069$) nos núcleos Seyfert 2. Neste Capítulo apresentamos os resultados obtidos na obtenção de cada uma dessas propriedades, e descrevemos em cada caso a metodologia empregada.

5.1 *Dispersão de Velocidades Estelares*

Existem vários métodos para determinar as dispersões de velocidades estelares (σ_*) nos núcleos de galáxias. Entre os mais importantes estão (a) o método de ajuste direto (Barth *et al*, 2002; Cid Fernandes *et al*, 2004a), e (b) o método de correlação cruzada (Tonry & Davis, 1979; Nelson & Whittle, 1995); uma análise dos dois é feita por Vale Asari *et al* (2004). Neste trabalho determinamos σ_* usando a primeira

opção, i.e., ajuste direto.

5.1.1 Método de Ajuste Direto

O programa usado na determinação de σ_* está baseado no código de síntese de populações estelares desenvolvido pelo Dr. Cid Fernandes; uma descrição geral é feita em Cid Fernandes *et al* (2004a). Basicamente, o programa constrói um espectro sintético (M_λ) combinando, com diferentes pesos, espectros de uma base composta por estrelas padrão de velocidade e um FC (“Featureless Continuum”). Este espectro modelo é então suavizado e deslocado em velocidade aplicando um filtro gaussiano. Os parâmetros do modelo são variados até se atingir um bom ajuste.

O espectro modelizado M_λ está dado por:

$$M_\lambda = M_{\lambda_0} \cdot \left[\sum_{j=1}^{N_*} T_{j,\lambda} \cdot x_j \cdot r_\lambda \right] \otimes G(v_*, \sigma_*) \quad (5.1)$$

onde:

- $T_{j,\lambda}$ é o espectro da j -ésima componente da base, normalizado no comprimento de onda $\lambda_0=8564$ Å. Nesta base, além das estrelas padrões de velocidade, está incluído o FC, representado por sete leis de potências, com $F_\lambda \propto \lambda^\beta$; $\beta=-20, -15, -10, -5, -0.5, +5$ e $+10$. O FC leva em conta a possível diluição do espectro da galáxia, e sua pendente não tem efeito forte na faixa espectral dos nossos ajustes, pois ela é pequena. O FC quantifica de alguma forma a contribuição de outras populações estelares além das estrelas padrões de velocidade: a galáxia cujo espectro modelizado contém outras populações estelares não contempladas em nossa base, o que faz com que não seja possível

reproduzir totalmente o espectro observado com base só nas estrelas padrões de velocidade, problema conhecido como “template mismatch”. O FC corrige, ao menos em parte, este problema (Barth *et al*, 2002). Cabe ressaltar que o FC usado em $T_{j,\lambda}$ é, em princípio, diferente do “FC” não estelar presente nos núcleos Seyfert 1; no entanto, o FC de nossos ajustes pôde ser muito alto (ver §6.2), em cujo caso poderia ser atribuído ao contínuo do AGN.

- N_* é o número de componetes na base (estrelas mais leis de potências). Para a síntese das galáxias da amostra ESO, $N_*=23$ (16 estrelas e 7 leis de potências), e para as do KPNO, $N_*=10$ (3 estrelas e 7 leis de potências).
- x_j são as componentes do “vetor de população”, \vec{x} , representadas aqui como as contribuições fracionais de cada uma delas ao fluxo sintético total em λ_0 .
- M_{λ_0} é o fluxo sintético no comprimento de onda de normalização λ_0 ,
- $r_\lambda = 10^{-0.4(A_\lambda - A_{\lambda_0})}$ é o fator de avermelhamento; A_λ é a extinção no comprimento de onda λ ; ela é modelizada como uma nuvem de poeira na linha de visada, e está parametrizada em termos da extinção na banda V (A_V), com $R_V=3.1$ (Cardelli, Clayton & Mathis, 1989). A_V resulta ser de pouca influência.
- $G(v_*, \sigma_*)$ é a distribuição das velocidades estelares na linha de visada, assumida como uma gaussiana centrada na velocidade v_* e com alargamento σ_* .

O ajuste de um espectro sintético a cada espectro observado é avaliado minimizando:

$$\chi^2(\vec{x}, A_V, v_*, \sigma_*) = \sum_{\lambda}^{N_{\lambda}} [(O_{\lambda} - M_{\lambda}) \cdot \omega_{\lambda}]^2 \quad (5.2)$$

onde O_{λ} é o espectro observado, e ω_{λ} é o peso atribuído a cada comprimento de onda, definido como o inverso do ruído em O_{λ} . Pontos defeituosos ou contendo linhas de emissão são mascarados atribuindo-lhes $\omega_{\lambda}=0$.

Recapitulando, o modelo possui N_*+3 parâmetros: as N_* componentes de \vec{x} mais A_V , v_* e σ_* . Para as galáxias ESO ($N_*=23$) são 26 parâmetros. Apesar de que na modelização dos espectros se conta com muitos parâmetros, o mais importante para nosso objetivo é σ_* , que tem um efeito *totalmente diferente* dos outros, sendo que é o parâmetro que mais influência tem na forma das linhas espectrais. O método foi testado com simulações que mostram que σ_* pode ser recuperado com uma precisão da ordem de 15 km/s, para uma relação S/N= 20 (Miranda Gomes, 2004).

Com o objetivo de obter σ_* , alimentamos o programa descrito com os espectros nucleares das 59 galáxias observadas, e com os das estrelas padrões observadas para cada amostra (Norte e Sul). Lembramos que, como passos prévios à síntese, os espectros foram corrigidos por extinção Galática com a lei de Cardelli, Clayton & Mathis (1989) e os valores A_V extraídos da NED (Schlegel, Finkbeiner & Davies (1998). Todos os espectros foram amostrados em 1 Å por pixel e corrigidos do deslocamento ao vermelho, segundo explicado no Capítulo 3.

Primeiramente, realizamos os ajustes com uma *máscara geral* nas regiões 8480-8565 Å, 8643-8680 Å (\sim linhas do CaT) e 8415-8565 Å, 8643-8740 Å (linhas do CaT + contínuo adjacente). Após analisar estes resultados preliminares, levamos em conta que a faixa espectral a ajustar em cada espectro observado pode conter

algumas linhas de emissão, pixels ruins e/ou resíduos de céu; nestes casos, fizemos *máscaras individuais* para cada espectro (especificando quais as faixas que entram no ajuste) evitando assim essas regiões fazendo $\omega_\lambda = 0$ nelas. O peso ω_λ também é zero nos comprimentos de onda para os quais o fluxo residual $O_\lambda - M_\lambda$ esteja fora do intervalo $-3.\bar{\sigma} < O_\lambda - M_\lambda < +3.\bar{\sigma}$, onde $\bar{\sigma}$ é o resíduo quadrático médio. Isto resulta muito útil nos casos em que algum defeito no espectro observado não tenha sido eliminado quando usarmos as máscaras. A relativa facilidade com que pode-se construir estas máscaras é uma das principais vantagens do programa.

5.1.2 Resultados

Alguns dos ajustes estão ilustrados nas Figuras 5.1 a 5.5. Na parte superior de cada figura pode-se ver o espectro observado (em preto) e o espectro modelizado (vermelho) levando em conta as máscaras individuais (roxo). Os resíduos são mostrados na parte inferior de cada figura, junto com os pontos excluídos do ajuste (amarelo) por estar a mais que 3σ deles. A contribuição das estrelas e do FC é mostrada na parte inferior à direita de cada figura.

Além das σ_* , o programa fornece também a porcentagem do fluxo devida às estrelas e ao FC (como “PL” na parte superior direita), S/N na faixa do CaT, A_V , χ^2 , v_* e $\text{adev} \equiv \overline{|O_\lambda - M_\lambda|} / O_\lambda$. Eles estão listados nas Tabelas 5.1 e 5.2.

Resultados da Síntese								
Galáxia	x_{Star}	x_{FC}	A_v	v_*	σ_*	χ^2	S/N	adev
MRK 0001	76.34	23.66	0.1	-1.0	85.9	0.31	36.3	1.301
MRK 0003	53.94	46.06	0.0	17.5	255.9	0.59	49.5	1.355
MRK 0078	70.63	29.37	0.0	-85.6	161.1	4.94	50.7	3.671
MRK 0273	73.28	26.72	2.3	-24.1	188.1	0.38	22.5	2.309
MRK 0348	84.47	15.53	4.0	-9.8	103.4	1.87	72.2	1.604
MRK 0573	93.65	06.35	3.9	5.6	149.6	3.97	125.4	1.256
MRK 1066	71.80	28.20	4.0	-1.6	104.1	0.21	50.0	0.789
MRK 1073	79.09	20.91	1.3	9.9	122.9	0.19	34.8	1.038
NGC 0205	65.45	34.55	0.0	-4.9	42.1	3.86	92.1	1.815
NGC 1068	81.40	18.60	4.0	-21.3	148.7	0.36	42.0	1.188
NGC 1386	97.74	02.26	3.8	-9.1	128.6	1.75	105.5	1.017
NGC 2110	89.66	10.34	0.8	-67.2	280.22	0.49	57.7	0.973
NGC 4339	94.26	05.74	0.0	-14.4	122.26	1.28	86.5	1.101
NGC 5929	84.98	15.02	0.0	-17.9	121.2	1.04	90.0	0.968
NGC 7130	81.34	18.66	4.0	0.1	135.98	1.03	49.6	1.656
NGC 7212	67.29	32.71	0.1	-8.6	142.88	1.17	77.6	1.178

Tab. 5.1: Resultados da Síntese para a Amostra KPNO

O valor de σ_* fornecido pelo programa corresponde a quantidade de alargamento necessária para que o espectro sintético (estrelas mais o FC) ajuste o observado. Se as estrelas da base foram observadas no mesmo turno (i.e., com exatamente a mesma configuração) que as galáxias, então este alargamento é exatamente a dispersão de velocidades desejada. Apenas quando as estrelas e as galáxias foram observadas com diferentes resoluções é necessário fazer correções, como explicado a continuação.

5.1.3 Correção dos valores de σ_* para o turno ESO-Outubro

Neste ponto, devemos esclarecer que na obtenção dos espectros sintéticos para as galáxias ESO de Outubro foram usadas estrelas padrões de velocidade correspondentes ao turno de Março, pois em Outubro não foram observadas estrelas padrões de velocidade. Para os espectros do Hemisfério Norte foram usadas três estrelas,

Resultados da Síntese

Galáxia	x_{Star}	x_{FC}	A_v	v_*	σ_*	χ^2	S/N	adev
ESO 362G08	76.30	23.70	0.0	42.9	178.7	0.68	45.0	1.547
ESO 362G18	76.04	23.96	0.0	13.5	128.2	0.52	40.5	1.497
MCG -63015	53.98	46.02	0.0	1.7	98.9	5.47	31.5	1.919
IC 2560	87.08	12.92	0.0	114.5	141.9	0.43	31.6	1.685
IC 3639	67.99	32.01	0.0	-18.6	87.4	1.01	46.3	1.793
IC 5135	71.99	28.01	0.0	-55.3	125.5	1.08	35.7	2.489
IC 5169	77.31	22.69	4.0	1.1	103.4	1.05	20.7	4.407
MRK 1210	52.43	47.57	0.6	0.0	56.5	0.84	24.4	3.193
NGC 0424	84.61	15.39	0.0	-1.4	134.9	2.02	29.8	4.067
NGC 0526A	52.47	47.53	0.3	-63.2	178.7	1.34	46.0	2.128
NGC 0526B	75.23	24.77	0.5	-96.7	212.1	0.95	22.0	3.718
NGC 1125	89.79	10.21	2.1	-34.5	117.3	2.70	33.1	4.375
NGC 1140	96.29	03.71	2.6	-56.1	67.9	0.56	16.7	3.668
NGC 1241	95.93	04.07	2.2	-81.6	123.3	1.65	22.3	4.659
NGC 1365	96.21	03.79	0.9	467.0	471.1	2.30	41.1	2.949
NGC 1380	82.59	17.41	2.3	-63.9	226.4	0.04	7.8	2.074
NGC 1433	90.72	09.28	4.0	-28.6	84.9	1.28	27.8	3.280
NGC 1672	90.63	09.37	4.0	-8.1	113.4	2.28	99.2	1.232
NGC 1808	80.69	19.31	4.0	-6.2	126.1	0.94	45.6	1.805
NGC 2997	92.06	07.94	4.0	-1.6	104.13	0.21	47.0	2.079
NGC 3081	81.39	18.61	0.0	-1.6	136.53	1.38	43.3	2.288
NGC 3115	88.25	11.75	1.5	21.2	276.31	0.24	40.3	0.096
NGC 3256	43.90	56.10	0.0	0.0	158.63	1.21	39.0	2.350
NGC 3281	79.66	20.34	2.1	-21.7	165.46	1.05	32.3	2.655
NGC 3783	28.63	71.37	0.0	15.8	128.57	4.45	69.9	2.485
NGC 4507	64.86	35.14	0.0	70.0	136.36	1.36	57.9	1.741
NGC 4593	23.43	76.57	0.0	-6.3	87.3	1.45	55.3	1.720
NGC 4748	25.77	74.23	0.0	3.6	41.95	0.86	26.7	2.892
NGC 4968	84.82	15.18	0.1	20.1	107.14	0.47	23.4	2.348
NGC 5135	63.37	36.63	0.8	3.1	98.75	0.78	38.8	2.181
NGC 5506	06.70	93.30	3.9	-204.7	0.03	0.64	17.0	4.022
NGC 6300	83.60	16.40	0.8	3.1	98.75	0.78	38.8	1.829
NGC 6814	85.44	14.56	0.0	-17.0	118.7	3.83	75.6	2.083
NGC 6860	55.11	44.89	2.9	-72.4	164.3	0.60	23.3	2.762
NGC 6907	100.00	00.00	2.4	-18.1	163.7	0.47	18.3	3.198
NGC 7172	72.92	27.08	0.9	-17.8	157.2	0.10	14.6	1.800
NGC 7184	83.31	16.69	0.8	-34.6	148.2	0.11	13.7	1.835
NGC 7410	79.99	20.01	1.9	-23.1	153.1	1.13	43.9	2.007
NGC 7496	61.69	38.31	2.3	-32.3	84.8	0.80	20.0	3.788
NGC 7582	94.64	05.36	4.0	-14.7	133.5	0.47	34.2	1.628
NGC 7590	84.16	15.84	0.1	-11.7	95.5	0.03	09.3	1.554
NGC 7714	86.68	13.32	0.0	-12.4	75.3	0.41	12.1	4.379

Tab. 5.2: Resultados da Síntese para a Amostra ESO. Colunas como na Tabela 5.1.

enquanto que para os do Hemisfério Sul foram 23 estrelas, observadas no turno de Março. Embora a configurações instrumentais eram similares, as resoluções espectrais em cada turno de observação são um pouco diferentes, como explicado em §3. É necessário, portanto, corrigir as dispresões de velocidades fornecidas pelo programa de síntese espectral.

Os alargamentos de linhas observados estão relacionados com os do instrumental usado segundo:

$$\sigma_{est,obs}^2 = \sigma_{est}^2 + \sigma_a^2 \quad (5.3)$$

$$\sigma_{gal,obs}^2 = \sigma_{gal}^2 + \sigma_b^2 \quad (5.4)$$

onde $\sigma_{est,obs}$ e $\sigma_{gal,obs}$ são os alargamentos observados na estrela e na galáxia, respectivamente; σ_{est} e σ_{gal} são os alargamentos intrínsecos de cada objeto, e σ_a e σ_b são as larguras instrumentais usados em cada observação. Por sua vez, o alargamento intrínseco devido à galáxia está dado por:

$$\sigma_{gal}^2 = \sigma_{est}^2 + \sigma_*^2 \quad (5.5)$$

onde σ_* é a dispersão de velocidades galáctica que procuramos, enquanto que na síntese obtemos um alargamento σ_{Sint} , ou seja:

$$\sigma_{gal,obs}^2 = \sigma_{est,obs}^2 + \sigma_{Sint}^2 \quad (5.6)$$

Combinando as equações anteriores obtemos:

$$\sigma_{gal}^2 + \sigma_b^2 = \sigma_{est}^2 + \sigma_a^2 + \sigma_{Sint}^2 \quad (5.7)$$

$$\sigma_{est}^2 + \sigma_*^2 + \sigma_b^2 = \sigma_{est}^2 + \sigma_a^2 + \sigma_{Sint}^2 \quad (5.8)$$

ou seja:

$$\sigma_*^2 = \sigma_{Sint}^2 + \sigma_a^2 - \sigma_b^2 \quad (5.9)$$

No caso de sintetizar um espectro galático com estrelas observadas no mesmo turno de observação (como nas galáxias ESO-Março e KPNO), $\sigma_a = \sigma_b$ e $\sigma_* = \sigma_{Sint}$; caso contrário (como acontece com as galáxias do turno ESO-Outubro) devemos aplicar a equação anterior.

Resumindo, para o turno ESO-Outubro obtemos

$$\sigma_* = \sqrt{\sigma_{Sint}^2 + 56^2 - 44^2} \quad (5.10)$$

O menor σ_{Sint} obtido neste turno foi de 58.4 km/s (para NGC1140), para o qual obtem-se $\sigma_* = 67.9$ km/s, o que mostra que a correção é pequena.

5.1.4 Comparação com a Literatura

Uma comparação dos valores de σ_* aqui obtidos com os já publicados (de 17 núcleos em comum) é apresentada na Tabela 5.3 e na Figura 5.6. A maioria dos dados da literatura são de Nelson & Whittle (1996) e Cid Fernandes *et al* (2004a), uma vez que não existem muitas determinações de σ_* para núcleos Seyfert. Em nossas

determinações de σ_* o erro é ~ 20 km/s¹, e nos valores de Nelson & Whittle (1996), vão de 15 a 30 km/s. Na Figura 5.6 são marcadas as linhas $\sigma_{\text{nossos}} = \sigma_{\text{publ}}$ (linha tracejada) e as dadas pela dispersão dos valores (a ± 22 km/s; linhas pontilhadas).

Vemos que nossas medições são comparáveis às determinadas por outros autores. Cabe ressaltar que a maioria dos valores de σ_* do trabalho de Nelson & Whittle (1996) correspondem a 1.5"x2.3"; eles são resultados das combinações das medidas feitas no CaT e o tripleto do MgIb em 5167.5, 5172.7 e 5183.6 Å, a exceção de NGC 2110, para a qual não publicam a extração usada. Em nossa comparação, a diferença dos σ 's para esta galáxia é a maior. Outras diferenças estão dadas provavelmente pelo fato de que algumas medições de Nelson & Whittle (1995) eram de menor "qualidade": segundo eles, a NGC4593 corresponde qualidade "c" (baixa), e a Mrk 1 qualidade "b" (intermédia).

5.1.5 Galáxias com baixa σ_*

O valor de σ_* médio para a amostra total é de ~ 120 km/s, com uma dispersão de ± 25 km/s, o que está ilustrado na Figura 5.7. Estes valores são aproximadamente similares para cada tipo de atividade. É interessante notar que vários núcleos têm σ_* menor que ~ 75 km/s. Segundo a relação de Tremaine ($M_{BH}(M_\odot) = [0.5 \times \sigma_*(\text{km/s})]^4$), isso implicaria que contêm buracos negros de massa menor que $\sim 2 \cdot 10^6 M_\odot$. As propriedades destas galáxias estão listadas na Tabela 5.4; é interessante ver que duas delas (NGC1140 e NGC7130) contêm um núcleo Starburst e são de tipo morfológico tardio, o que indica um bojo pequeno, consistente com a pequena dispersão

¹ Este é um valor típico para o erro de σ_* ; um estudo detalhado deles fica como trabalho futuro.

de velocidades obtida. O mesmo pode ser dito de NGC 205, galáxia anã satélite de Andrômeda. Uma delas (NGC4748) contem núcleo do tipo NLSy1 (“Narrow-line Seyfert 1”); um estudo dos núcleos com esta atividade é parte de uma futura pesquisa. Apesar de que seja interessante encontrar valores tão baixos de σ_* , por serem candidatos a terem buracos negros de baixa massa, cabe resaltar que eles são os de maior incerteza.

5.2 Cinemática do Gás

O campo de velocidades da NLR pode ser estudado, em princípio, por qualquer linha de emissão. Em nossos espectros contamos com a linha [SIII] $\lambda 9069$; ela tem a vantagem de estar em uma região espectral relativamente “limpa” de outras características espectrais, e portanto fácil de medir.

A cinemática gasosa é estudada através da largura a metade de intensidade das gaussianas ajustadas à [SIII] $\lambda 9069$, levando em conta a relação entre FWHM e σ de uma gaussianiana, como explicado em §3.2; neste caso

$$\sigma_{NLR} \sim (1/2.355).FWHM_{[SIII]\lambda 9069} \quad (5.11)$$

Medimos a largura equivalente do [SIII] $\lambda 9069$ diretamente dos espectros usando a tarefa *splot* do IRAF: os resultados são mostrados nas Tabelas 5.5 e 5.6. Nas Figuras apresentadas em §4.2 pode-se ver também que em alguns objetos a linha

Comparação com a Literatura.			
Galáxia	σ_* [km/s]	σ_{Publ} [km/s]	Outros [km/s]
ESO 362G08	178.7	154 ^a	
MCG -6.30.15	98.9	159±20 ^d	
IC 2560	141.85	144 ^a	
IC 5135	120.6	143 ^a	
MRK 0001	85.9	115±26 ^b	
MRK 0003	255.9	269±33 ^b	248 ^{c,d}
MRK 0078	161.1	172±18 ^b	115 ^{c,d}
MRK 0348	103.4	118±14 ^b	185 ^{c,d}
MRK 0573	149.6	123±16 ^b	
MRK 1210	56.5	114 ^a	
MRK 1066	104.1	115±15 ^b	
NGC 0205	42.1	23 ^d	
NGC 0424	134.9	143 ^a	
NGC 1068	148.7	144 ^a	153 ^c , 148 ^d , 160±20 ^e
NGC 1125	117.3	105 ^a	
NGC 1380	226.4	225 ^a	
NGC 1386	128.6	120±30 ^b	187 ^d
NGC 1672	113.4	97 ^a	
NGC 1808	126.1	148 ^d	154±20 ^e
NGC 2110	280.2	242 ^a	220±25 ^b , 268±20 ^e
NGC 3081	136.5	134 ^a	
NGC 3115	276.3	264 ^d	
NGC 3256	158.6	128 ^a	127±20 ^e
NGC 3281	165.5	160 ^a	
NGC 3783	128.6	152±20 ^e	
NGC 4339	122.3	114 ^d	
NGC 4507	136.4	144 ^a	
NGC 4593	87.3	124±29 ^b	209±20 ^e
NGC 5135	98.75	143 ^a	
NGC 5929	121.2	121±13 ^b	
NGC 6814	118.7	115±18 ^b	
NGC 7172	157.2	190 ^a	
NGC 7212	142.9	168 ^a	137±30 ^b
NGC 7410	153.1	140 ^a	
NGC 7496	84.8	101 ^a	
NGC 7582	133.5	132 ^a	157±20 ^e
NGC 7590	89.0	99 ^a	

Tab. 5.3: Dispersões de velocidades estelares comparadas com os resultados da literatura:

^a=Cid Fernandes *et al*, 2004a, a partir de síntese espectral no ótico; ^b=Nelson & Whittle (1996), a partir do CaT; ^c=Terlevich, Díaz & Terlevich (1990), a partir do CaT ^d=McElroy (1995), no ótico; ^e=Oliva *et al* (1999) média das medições em Si 1.59 μ m, CO(6.3) 1.62 μ m e CO(2,0) 2.29 μ m.

Núcleos com baixa σ_* .				
Galáxia	T	Atividade	σ_* [km/s]	$M_{BH}[M_\odot]$
MRK 1210	1	Sy2/Stb	56.5	$6.37 \cdot 10^5$
NGC 0205	-4	Normais	42.1	$1.97 \cdot 10^5$
NGC 1140	10	Stb	67.9	$1.33 \cdot 10^6$
NGC 4748	1	NLSy1	41.9	$1.94 \cdot 10^5$
NGC 7714	3	Stb	75.3	$2.01 \cdot 10^6$

Tab. 5.4: Galáxias com σ_* nuclear baixa.

[SIII] $\lambda 9069$ apresenta assimetrias. Exemplo delas são ESO362G18, MCG-6.30.15 e Mrk 573, com maior emissão no lado vermelho da linha, enquanto que NGC3783 e NGC 7130 apresentam maior emissão no lado azul; nas primeiras notamos que a diferença entre as velocidades de afastamento das estrelas e do gás é positiva, e nas últimas essa diferença é negativa.

No ajuste temos também o centro da gaussiana, que nos permite saber a velocidade sistêmica do gás, não necessariamente a mesma que a das estrelas. A comparação da diferença das duas é mostrada na Figura 5.8; vemos que a maioria estão ao redor de 0 ± 100 km/s, enquanto que alguns núcleos apresentam velocidades de afastamento do gás muito baixas (NGC 5929, ESO 362-G08 e Mrk 3) ou muito altas (NGC1068). A origem deste efeito merece um estudo mais detalhado, a ser feito num futuro próximo.

5.3 Comparação das cinemáticas estelar e gasosa

Uma das questões centrais da cinemática dos núcleos ativos é a possível relação entre as dispersões de velocidades das estrelas e a do gás. As estrelas são muito menos

Medidas de [SIII] λ 9068.9 - Amostra Norte			
Galáxia	σ_{gas}	EW[SIII][Å]	$cZ_{\sigma_*} - cZ_{[SIII]}$
MRK 0001	381.23	98.51	-38.3464
MRK 0003	343.172	36.92	325.283
MRK 0348	160.555	36.90	-54.2138
MRK 0573	127.534	17.98	42.3132
MRK 1066	101.142	21.77	23.4706
MRK 1073	127.216	15.51	68.759
NGC 1068	503.072	107.01	-369.249
NGC 1386	97.9576	3.22	-70.0813
NGC 2110	371.176	17.78	-56.5278
NGC 7130	756.354	55.81	-20.4955
NGC 7212	168.517	23.43	16.8592

Tab. 5.5: Medidas de [SIII] λ 9068.9 para a amostra KPNO.
 $\sigma_{gas} \equiv \text{FWHM}_{[SIII]}/2.35$ [km/s].

sensíveis a movimentos de turbulência que o gás, e portanto são mais representativas do potencial gravitacional nuclear; no entanto, existem evidências de que a NLR pode estar vinculada gravitacionalmente ao núcleo (Whittle, 1992; Nelson & Whittle, 1996).

Para explorar essa possibilidade, e ver até que ponto ambas quantidades estão relacionadas, comparamos σ_* e σ_{gas} para os 40 núcleos em que medimos ambas quantidades. Embora isto já foi estudado por outros autores (por exemplo, através do $\text{FWHM}_{[OIII]}$), a vantagem da análise feita aqui é que ambas medidas foram obtidas através da mesma abertura (2" x 2.46"), i.e., provenientes da mesma região nuclear, permitindo assim uma comparação direta entre elas.

Para estudar possíveis correlações entre σ_* e σ_{gas} , fazemos uso de (a) o coeficiente de correlação linear de Pearson (R_P) e sua probabilidade de não correlação (P_P), e (b) estatística não paramétrica de Spearman (R_P e P_P). Também fazemos ajustes usando regressões lineares (OLS: "Ordinary least-squares", Isobe *et al.*, 1990). Os resultados desta análise estatística estão listados na Tabela 5.7.

Medidas de [SIII] λ 9068.9 - Amostra Sul

Galáxia	FWHM[SIII]/2.35 [km/s]	EW[SIII][Å]	$CZ_{\sigma_*} - CZ_{[SIII]}$
ESO 362G08	104.227	1.78	329.911
ESO 362G18	164.964	3.14	21.1566
MCG -63015	68.0947	4.45	46.2801
IC 2560	104.302	17.78	113.386
IC 3639	105.776	9.72	-14.8757
IC 5135	271.987	14.34	-198.674
MRK 1210	283.935	34.4	10.2477
NGC 0424	280.994	18.76	-97.5188
NGC 0526A	146.849	4.31	-83.6347
NGC 1125	423.949	8.57	5.9503
NGC 1140	88.2211	11.84	-59.1724
NGC 1808	165.333	1.86	-18.8426
NGC 3081	73.6251	17.83	40.6604
NGC 3256	115.979	16.73	-4.62801
NGC 3281	177.959	6.58	4.95858
NGC 3783	224.317	13.35	-30.4126
NGC 4507	212.837	12.95	20.4955
NGC 4593	96.8118	2.54	-26.1152
NGC 4748	156.365	9.48	-8.92545
NGC 4968	186.754	17.48	19.8343
NGC 5135	128.953	9.67	-57.189
NGC 5506	155.878	47.73	-1077.66
NGC 5929	180.148	7.82	274.375
NGC 6300	171.217	5.79	-55.2055
NGC 6860	382.813	2.89	-67.7673
NGC 6907	118.43	5.13	-29.4209
NGC 7410	171.821	1.28	45.9495
NGC 7496	99.8208	14.15	-19.1732
NGC 7582	184.716	9.07	-8.59487
NGC 7590	188.456	3.03	5.9503
NGC 7714	108.478	23.16	35.7018

Tab. 5.6: Medidas de [SIII] λ 9068.9 para a amostra ESO.

Na Figura 5.9 se mostra a relação entre $2.35 \times \sigma_*$ e $FWHM_{[SIII]}$ para todos os núcleos. A linha cheia corresponde a um ajuste usando o método “OLS bisector”, aplicado à equação:

$$\log 2.35\sigma_* = A \log FWHM_{SIII} + B \quad (5.12)$$

Com respeito à Figura 5.8 notamos algumas características:

(1) Se comparadas com as dispersões de velocidades das estrelas, as obtidas para o gás tendem a ser sistematicamente mais altas. Não existe nenhuma razão para que ambas quantidades sejam iguais; na Figura pode-se ver que, embora estejam relacionadas, a inclinação observada não é 1. Outra maneira de ver isto é através de um histograma do quociente entre σ_{gas} e σ_* , mostrado na Figura 5.10: a maioria dos núcleos ($\sim 75\%$) estão ao redor de $\sigma_{gas}/\sigma_* \sim 1-1.5$; o mesmo acontece se considerarmos só os Seyfert 2 “puros”. Vemos também, que alguns núcleos têm $\sigma_{gas} > \sigma_*$, três deles compostos ($\sigma_{gas}/\sigma_* \sim 5$).

Os únicos núcleos que têm $\sigma_{gas}/\sigma_* < 1$ são os Starburst; embora eles sejam apenas três, a tendência dos Starbursts a terem $\sigma_{gas} < \sigma_*$ já foi notado anteriormente (Terlevich, Díaz & Terlevich, 1990).

(2) Os dados apresentam um espalhamento que não é só devido aos erros nas medições, indicando outras influências ao movimento além da gravitacional. São muitas as possíveis causas disso (Nelson & Whittle (1996)), principalmente devido a fatores que fazem com que o FWHM do gás na linha de visada seja maior. Exemplos disso são as interações entre galáxias e jatos.

Resultados Estatísticos para σ_* e $\text{FWHM}_{[SIII]}$						
Amostra	R_S	P_S	R_P	P_P	A	B
Todos	0.224	0.1587	0.257	0.1057	(0.81±0.11)	(0.34±0.28)
Seyfert	0.376	0.0532	0.420	0.0290	(0.76±0.14)	(0.47±0.38)
Seyfert (*)	0.356	0.0743	0.491	0.0108	(0.61±0.08)	(0.90±0.21)

Tab. 5.7: Coeficientes de correlação, probabilidades e resultados dos ajustes usando o método OLS bisector; A e B correspondem aos ajustes da reta dada pela equação 5.12; (*) subamostra de Seyfert 1 e 2, sem considerar NGC 4748.

(3) A correlação melhora se considerarmos só os núcleos Seyfert, como mostrado na Figura 5.11; neste caso $R_P=0.42$ e $P_P=0.029$ ou $R_P=0.49$ e $P_P=0.011$ se não incluirmos NGC4748 (σ_* baixa).

Como encontrado por Nelson & Whittle (1996), a correlação entre a σ_* e a dispersão de velocidades do gás é fraca mas *real*. Isso indica que a cinemática da NRL estaria dominada, ao menos em parte, pelo potencial gravitacional nuclear.

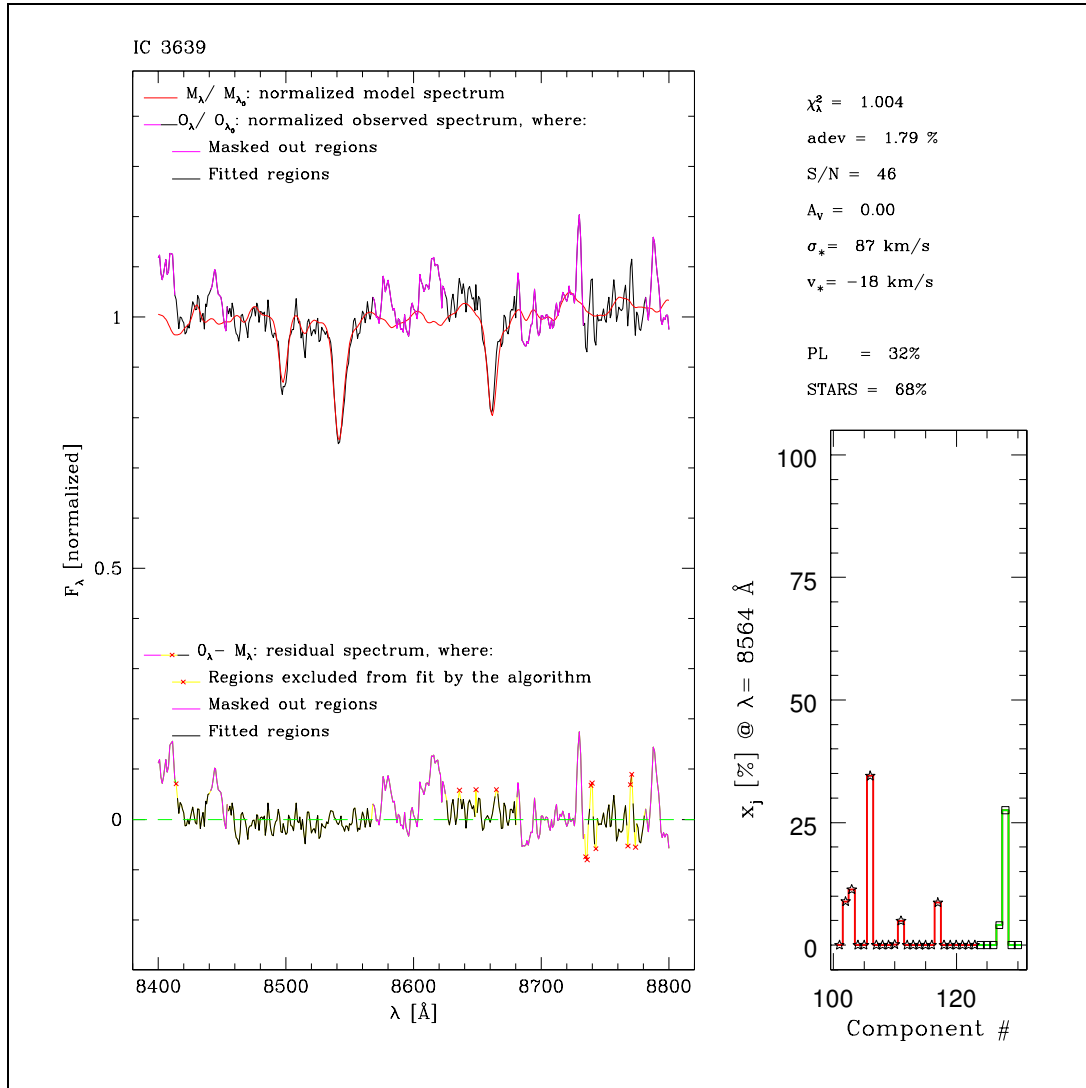


Fig. 5.1: Resultados da síntese para o núcleo de IC 3639. O ajuste está ilustrado no painel grande à esquerda: acima: em preto se mostra o espectro observado, em roxo as máscaras, e em vermelho o ajuste (espectro sintético); abaixo: os resíduos $O_\lambda - M_\lambda$. Pontos excluídos do ajuste estão marcados em amarelo. As linhas pontilhadas verticais correspondem às máscaras gerais. O painel pequeno da direita ilustra as contribuições das distintas componentes ao fluxo total: em vermelho, estrelas padrões de velocidade, em verde, as leis de potências. Acima, à direita, alguns valores do ajuste: χ_λ^2 , $adev = |O_\lambda - \overline{M}_\lambda| / O_\lambda$, a relação S/N na faixa de ajuste, extinção A_V , dispersão de velocidades estelar σ_* , o deslocamento das linhas v_* , e as contribuições das leis de potências (“PL”) e das estrelas (“STARS”).

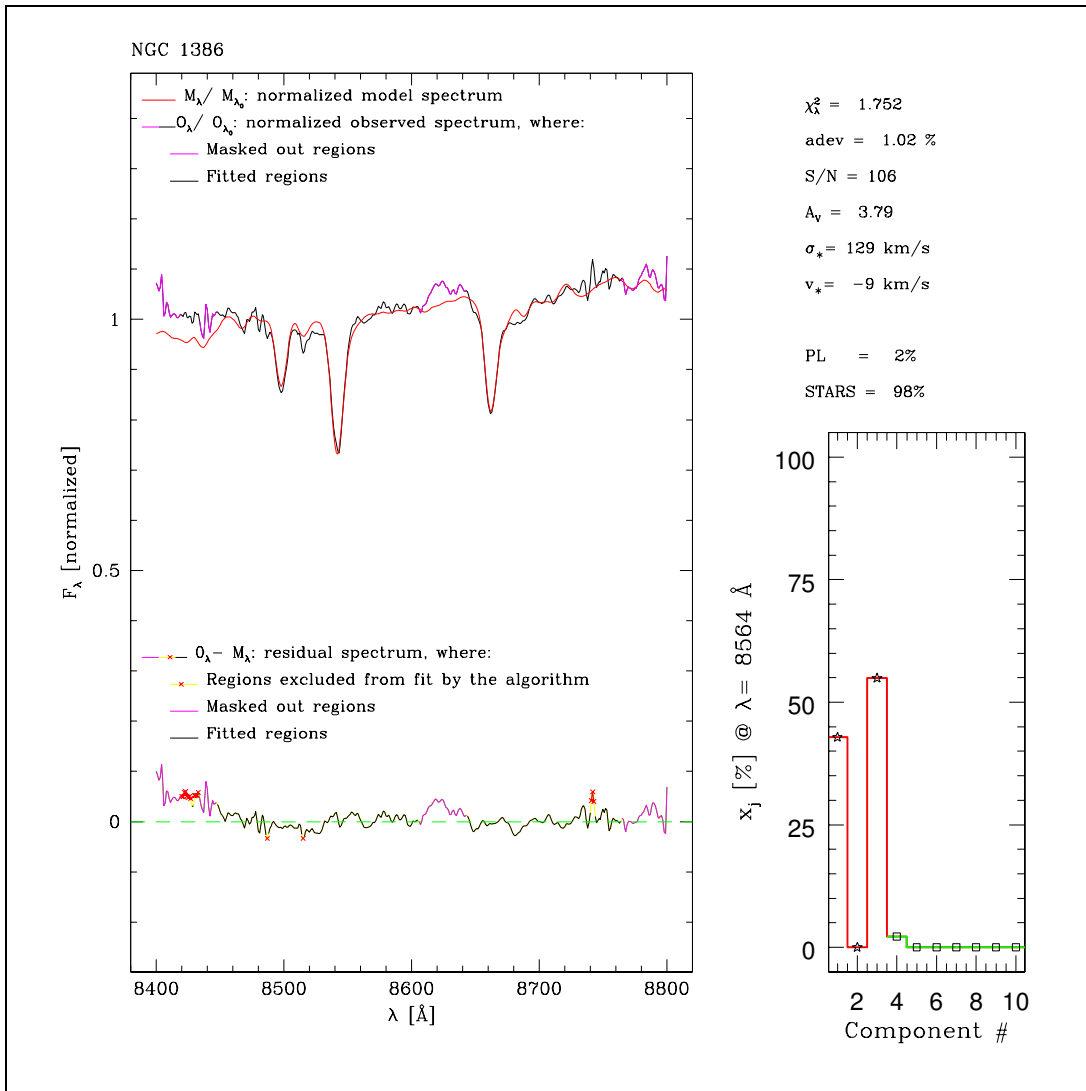


Fig. 5.2: Resultados da síntese para o núcleo de NGC 1386.

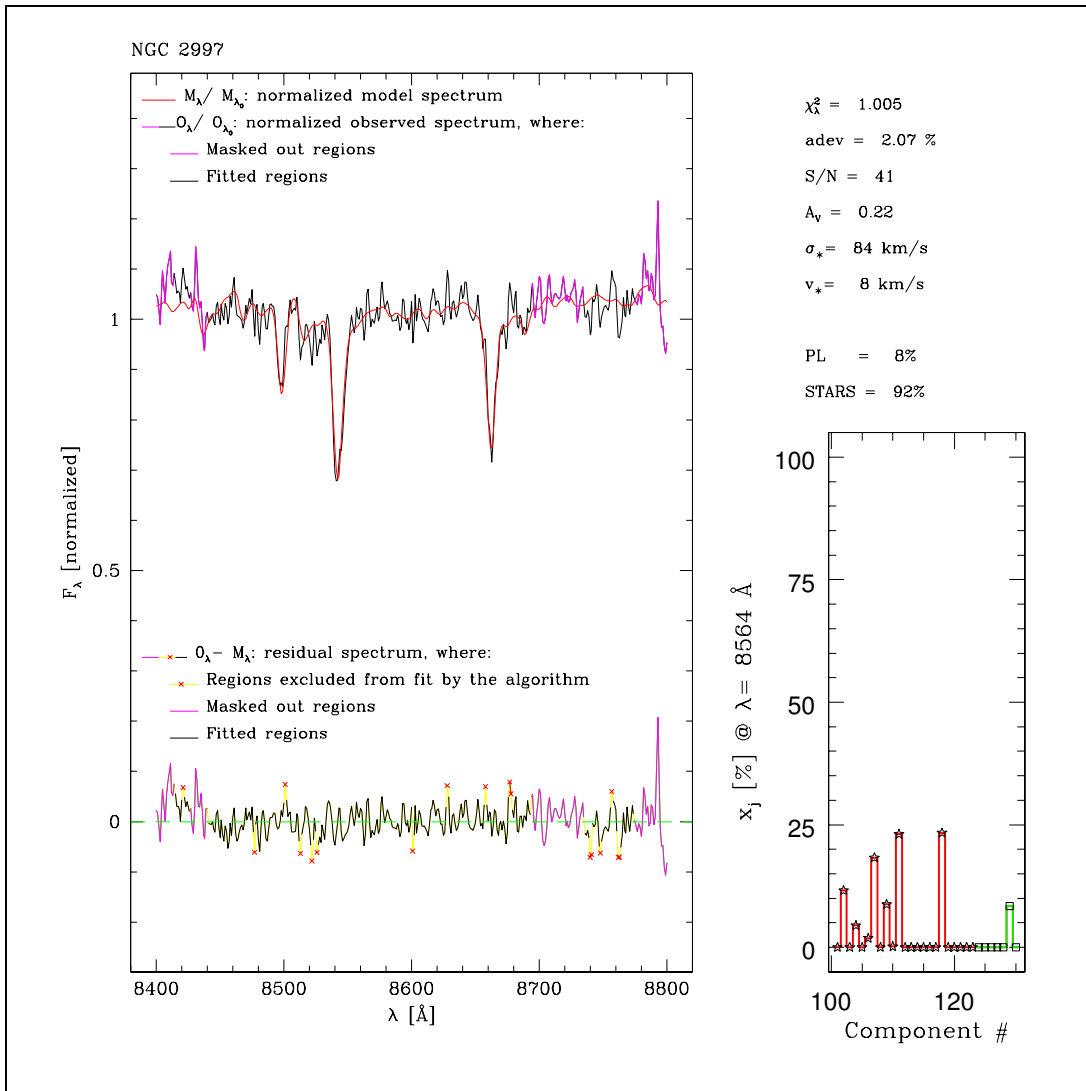


Fig. 5.3: Resultados da síntese para o núcleo de NGC 2997.

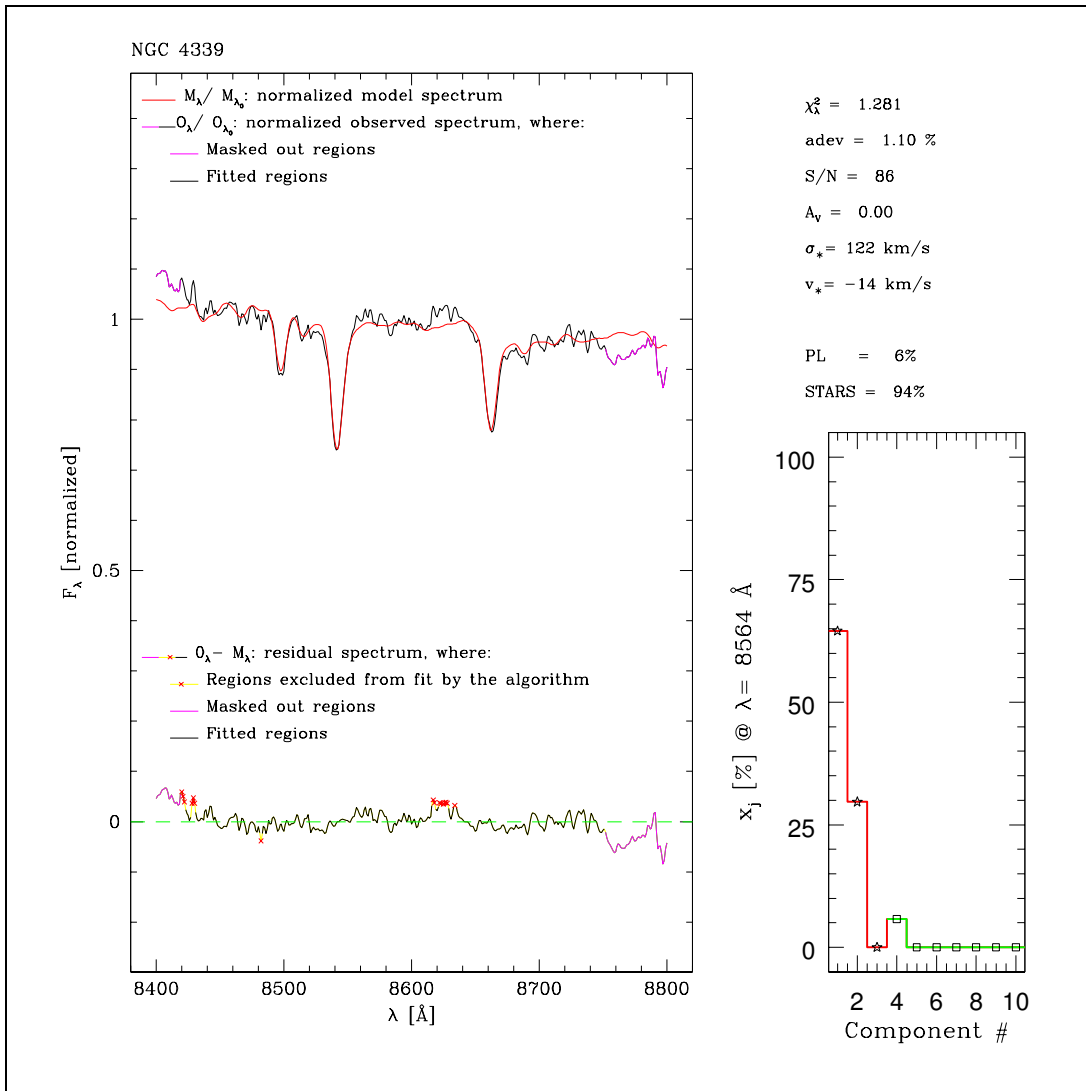


Fig. 5.4: Resultados da síntese para o núcleo de NGC 4339.

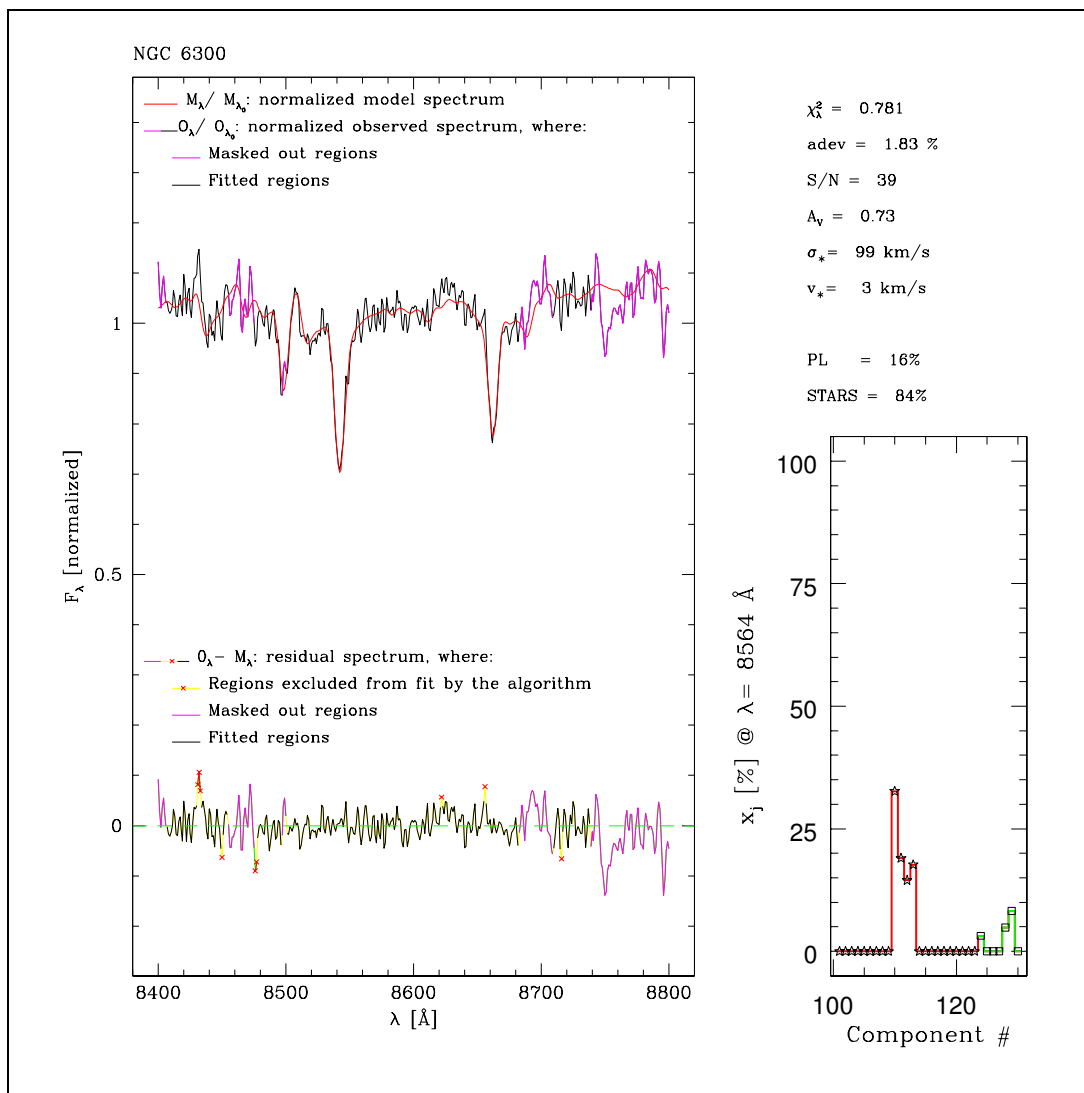


Fig. 5.5: Resultados da síntese para o núcleo de NGC 6300.

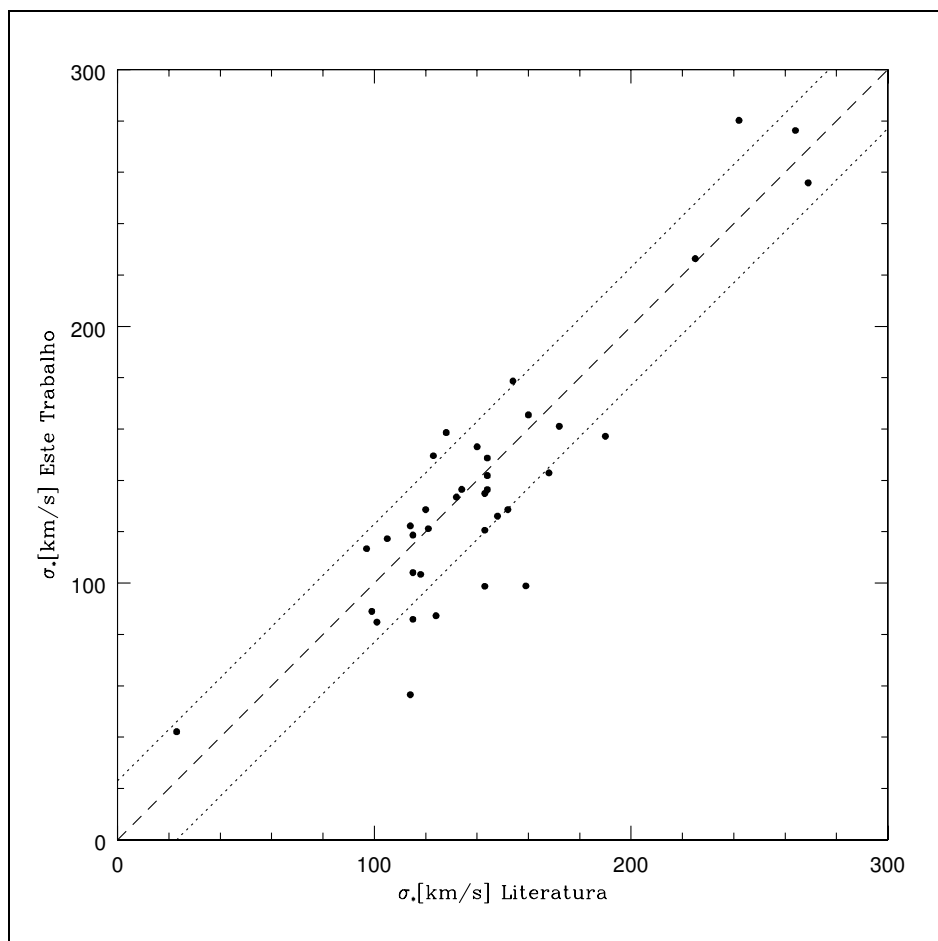


Fig. 5.6: Comparação de nossas determinações das σ_* com as publicadas por outros autores. A linha tracejada é a identidade, e as pontilhadas correspondem às dispersões entre os dados ($\pm 22 \text{ km/s}$).

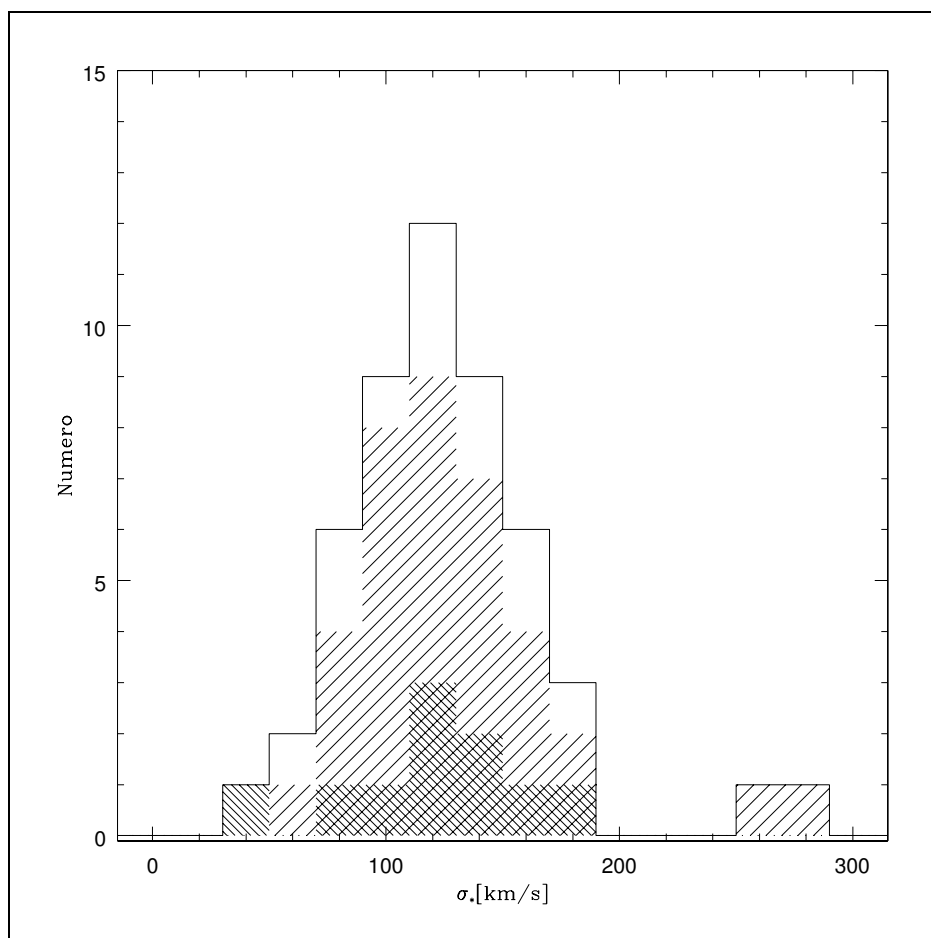


Fig. 5.7: Histograma de σ_* . São marcadas as subamostras de Seyfert 2 (linhas a $+45^\circ$) e Seyfert 1 (-45°). O valor médio é de ~ 120 km/s para todas.

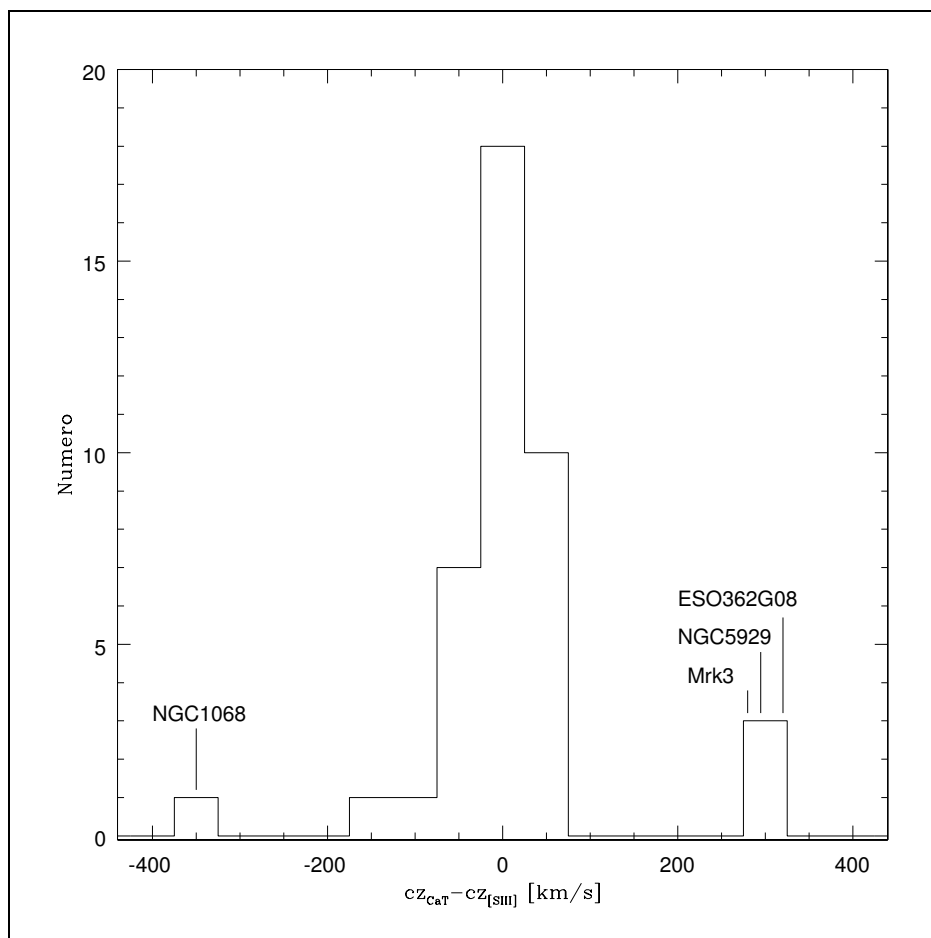


Fig. 5.8: Frequência da diferença das velocidades de afastamento das estrelas e do gás. São marcados os casos que apresentam maior diferença de velocidades.

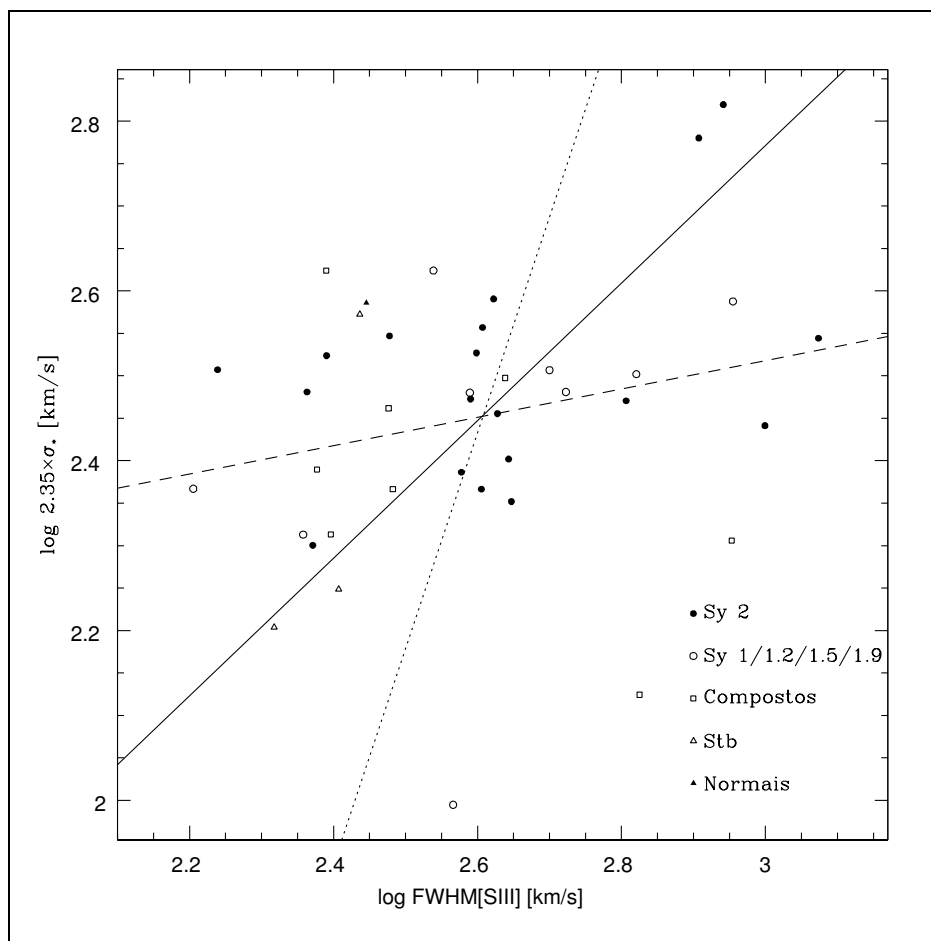


Fig. 5.9: Comparação entre as dispersões de velocidades estelar e gasosa. A linha cheia corresponde a um ajuste com o método “OLS bisector”, a pontilhada à OLS(Y|X) e a tracejada à OLS(X|Y).

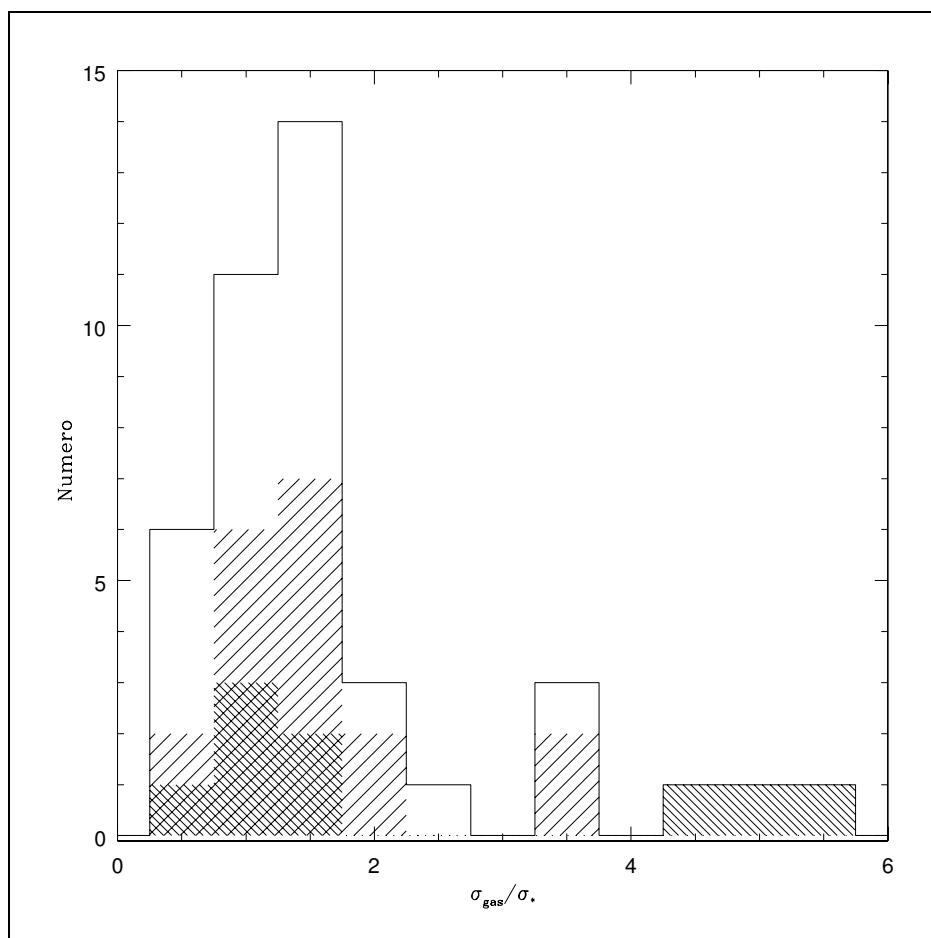


Fig. 5.10: Histograma da razão σ_{gas}/σ_* . São marcadas as subamostras de Seyfert 2 “puros” (linhas a $+45^\circ$) e núcleos compostos (-45°).

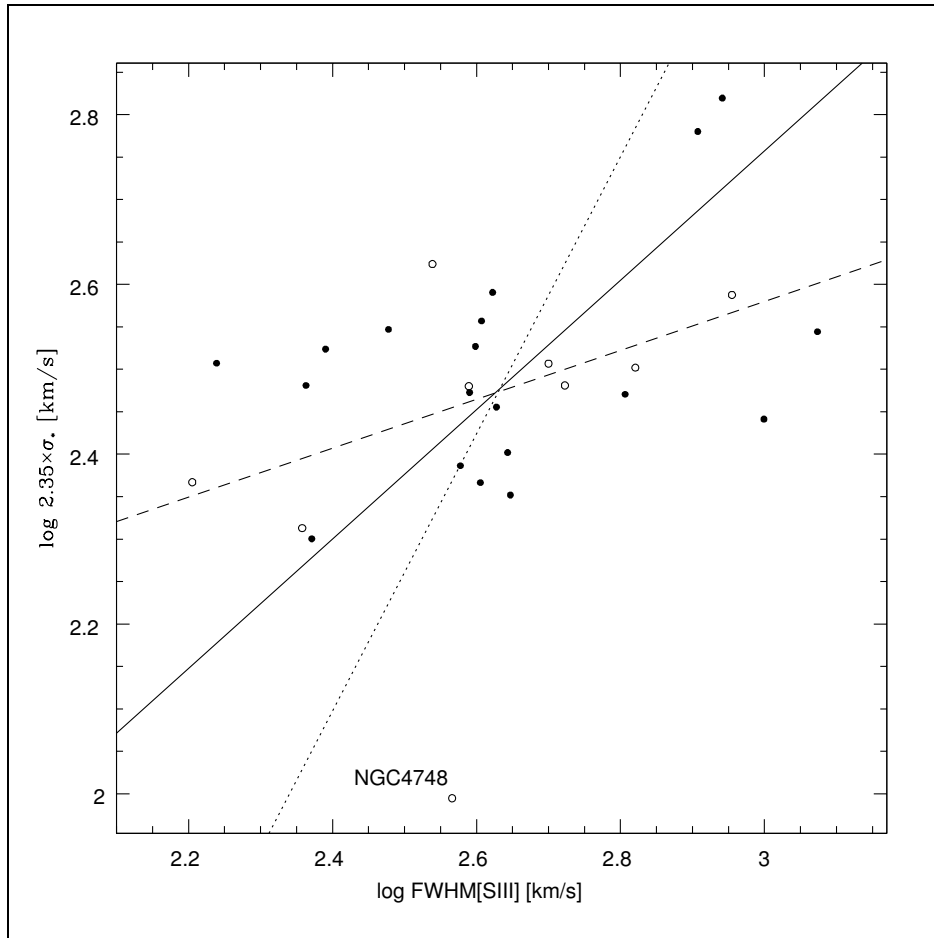


Fig. 5.11: Comparação entre as dispersões de velocidades estelar e gasosa para núcleos Seyfert. A linha cheia corresponde a um ajuste usando o método “OLS bisector”, a pontilhada à OLS(Y|X) e a tracejada à OLS(X|Y) com inclinações ~ 0.29 e ~ 1.6 , respectivamente (~ 0.26 e ~ 1.1 sem considerar NGC 4748). Símbolos como na Figura 5.9.

Capítulo 6

LARGURA EQUIVALENTE DO TRIPLETO DO CÁLCIO

Como explicado na introdução, o principal foco deste trabalho é a determinação de σ_* para núcleos Seyfert, devido ao interesse em σ_* como relacionado à equação de Tremaine e como uma primeira etapa para determinar a razão M/L nestes núcleos.

Neste Capítulo vamos estudar a largura equivalente do tripleto do cálcio. Buscaremos relacionar esta quantidade a várias propriedades dos objetos, o que serve para ver se ela é útil como indicadora das populações estelares. Também analisaremos sua evolução temporal e faremos uma comparação com a largura equivalente da linha K do CaII em 3933 Å.

6.1 Medidas da largura equivalente do tripleto do cálcio

Na hora de determinar a largura equivalente de uma linha, é importante definir a metodologia empregada. Basicamente, é necessário estabelecer uma banda central

abrangendo a linha de interesse, e pelo menos duas janelas (nos lados azul e vermelho da linha) usadas para definir o contínuo de referência. Existem vários métodos para computar a largura equivalente do CaT, com diferenças dadas pela escolha do contínuo de referência adotado (Jones, Alloin e Jones, 1984; Bica e Alloin, 1987; Díaz, Terlevich e Terlevich, 1989; Cenarro *et al*, 2002). Neste trabalho, nós adotamos as bandas e janelas definidas por DTT, ilustradas na Tabela 6.1 e na Figura 6.1.

Embora os comprimentos de onda das janelas de DTT tenham algumas vantagens, principalmente pelo fato de estarem livres de TiO (em λ 's $>$ 8860 Å), podem resultar não muito úteis nos casos em que o contínuo da galáxia não esteja bem definido. Por exemplo, no lado azul do espectro, a janela está perto de OI λ 8446; nos casos em que esta linha é muito larga (como ocorre nos núcleos Seyfert 1) o valor médio na janela não será representativo do contínuo. Nesses casos, DTT oferecem uma janela alternativa no azul (ao redor de 8582Å) a ser usada ao invés da anterior. No lado vermelho, ainda depois da subtração do céu podem sobrar alguns “picos espúrios”, o que altera o valor médio do fluxo nessa janela.

Estes motivos fazem com que em alguns casos o contínuo de referência, dado por uma reta que passa pelos valores médios do fluxo nas janelas a cada lado da linha (segundo se mostra no exemplo da Figura 6.1), fique por acima ou por abaixo das linhas. É por isso que escolhemos fazer as medições da largura equivalente usando *espectros sintéticos* já descritos na seção anterior. Esta estratégia, que simplifica o trabalho, se justifica, uma vez que os ajustes são excelentes (ver Figuras 5.1 a 5.5).

As larguras equivalentes são calculadas através da relação:

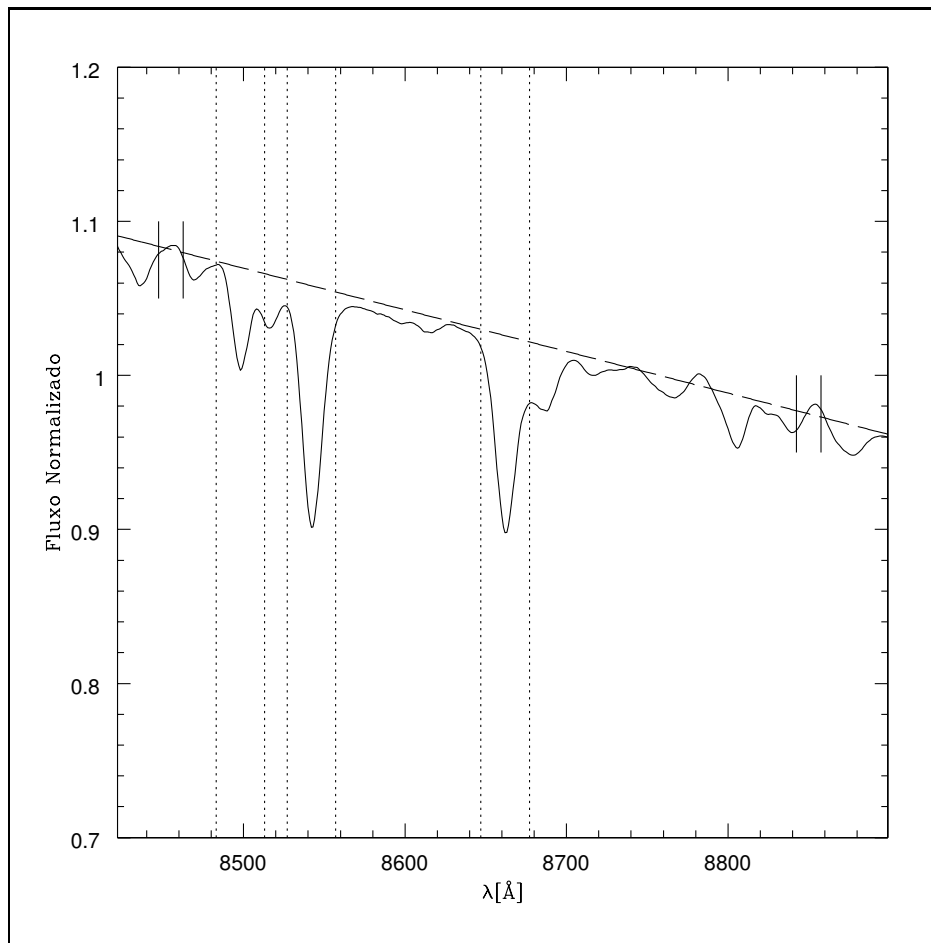


Fig. 6.1: Cálculo da largura equivalente do CaT. Neste exemplo se mostra como foi feita a integração sobre o espectro sintético de IC5169, usando as definições dadas na Tabela 6.1

$$W = \int_{\lambda_a}^{\lambda_b} \left[1 - \frac{F_\lambda}{F_c} \right] d\lambda \quad (6.1)$$

onde F_λ e F_c são os fluxos do espectro e do contínuo de referência, respectivamente.

A integração é feita a $\pm 15 \text{ \AA}$ do valor central de cada linha (λ_c), ou seja, entre $\lambda_a = \lambda_c - 15 \text{ \AA}$ e $\lambda_b = \lambda_c + 15 \text{ \AA}$.

Os valores da largura equivalente do CaT (W_{CaT}) assim determinados são mostrados nas Tabelas 6.2 e 6.3; nas colunas 2, 3 e 4 se listam as larguras equivalentes determinadas para cada uma das linhas do CaT. Neste Capítulo usaremos a denom-

Índices adotados

Linha	Banda Central	Banda no Azul	Banda no Vermelho
Ca1 λ 8498.02	8483.0-8513.0	8447.5-8462.5	8842.5-8857.5
Ca2 λ 8542.09	8527.0-8557.0	8447.5-8462.5	8842.5-8857.5
Ca3 λ 8662.14	8647.0-8677.0	8447.5-8462.5	8842.5-8857.5

Tab. 6.1: Intervalos de comprimentos de onda usados para calcular a largura equivalente do CaT.

Larguras Equivalentes do CaT - Amostra Norte

Galáxia	Ca1[Å]	Ca2[Å]	Ca3[Å]	W_{CaT} [Å]	FC[%]
MRK 0001	1.0±0.2	3.0±0.2	2.6±0.2	5.6±0.3	23.7
MRK 0003	0.9±0.2	2.4±0.2	2.3±0.2	4.6±0.2	46.7
MRK 0078	1.3±0.1	3.1±0.1	2.9±0.1	6.0±0.2	23.8
MRK 0273	1.7±0.3	3.5±0.3	3.6±0.3	7.1±0.5	26.7
MRK 0348	1.3±0.1	3.4±0.1	2.8±0.1	6.2±0.2	15.5
MRK 0573	1.5±0.1	3.8±0.1	3.3±0.1	7.1±0.1	06.4
MRK 1066	1.1±0.2	3.0±0.2	2.7±0.2	5.6±0.2	28.2
MRK 1073	1.1±0.2	3.1±0.2	2.5±0.2	5.6±0.3	20.9
NGC 0205	1.4±0.1	3.3±0.1	3.4±0.1	6.7±0.1	34.6
NGC 1068	1.4±0.2	3.4±0.2	2.9±0.2	6.2±0.3	18.6
NGC 1386	1.8±0.1	4.1±0.1	3.5±0.1	7.5±0.1	02.3
NGC 2110	1.2±0.1	3.2±0.1	2.7±0.1	5.9±0.2	10.3
NGC 4339	1.4±0.1	3.6±0.1	3.0±0.1	6.6±0.1	05.7
NGC 5929	1.2±0.1	3.2±0.1	2.5±0.1	5.8±0.1	15.0
NGC 7130	1.3±0.2	3.3±0.2	2.9±0.2	6.2±0.2	18.7
NGC 7212	1.1±0.1	2.8±0.1	2.3±0.1	5.1±0.1	32.7

Tab. 6.2: Larguras Equivalentes do tripleto do Cálcio, obtidas segundo o método ilustrado na Figura 6.1; Ca1≡EW(8498.02Å), Ca2≡EW(8542.09Å), Ca3≡EW(8662.14Å), W_{CaT} =Ca2+Ca3.

inação “ W_{CaT} ” para a soma das larguras equivalentes da segunda e a terceira linha do CaT; eles são listados na coluna 5. Incluímos na coluna 6 a porcentagem da contribuição da FC obtida nos espectros sintéticos (ver Capítulo anterior).

6.2 Relação com as propriedades dos núcleos

(a) Atividade

A relação do W_{CaT} com o tipo de atividade nuclear é mostrada na Figura 6.2,

Larguras Equivalentes do CaT - Amostra Sul

Galáxia	Ca1[Å]	Ca2[Å]	Ca3[Å]	W_{CaT} [Å]	FC[%]
ESO 362G08	1.3±0.2	3.3±0.2	2.8±0.2	6.2±0.3	23.7
ESO 362G18	1.5±0.2	3.4±0.2	2.9±0.2	6.3±0.3	24.0
MCG -63015	1.1±0.2	2.6±0.2	2.6±0.2	5.2±0.4	46.0
IC 2560	1.8±0.3	4.2±0.3	3.5±0.3	7.6±0.3	12.9
IC 3639	1.0±0.2	2.9±0.2	2.4±0.2	5.3±0.2	32.0
IC 5135	1.2±0.2	3.3±0.2	2.9±0.2	6.2±0.3	28.0
IC 5169	1.2±0.4	3.2±0.4	2.9±0.4	6.2±0.6	22.7
MRK 1210	1.4±0.3	3.3±0.3	2.9±0.3	6.2±0.5	47.6
NGC 0424	1.6±0.3	4.0±0.3	3.4±0.3	7.4±0.4	15.4
NGC 0526A	0.9±0.2	2.4±0.2	2.1±0.2	4.5±0.2	47.5
NGC 0526B	1.3±0.4	3.1±0.4	2.6±0.4	5.7±0.5	24.8
NGC 1125	1.4±0.2	3.7±0.2	3.2±0.2	6.9±0.3	10.2
NGC 1140	1.2±0.5	3.0±0.5	2.7±0.5	5.7±0.7	03.7
NGC 1241	0.9±0.4	2.4±0.4	2.3±0.4	4.6±0.5	04.1
NGC 1365	0.5±0.2	1.4±0.2	1.3±0.2	2.6±0.3	03.8
NGC 1380	1.7±1.1	3.8±1.1	3.3±1.1	7.2±1.5	17.4
NGC 1433	1.3±0.3	3.4±0.3	3.1±0.3	6.4±0.4	09.3
NGC 1672	2.0±0.1	4.2±0.1	3.7±0.1	7.9±0.1	09.4
NGC 1808	1.4±0.2	3.6±0.2	2.9±0.2	6.6±0.2	19.3
NGC 2997	1.8±0.2	4.3±0.2	3.5±0.2	7.8±0.3	07.9
NGC 3081	1.6±0.2	3.8±0.2	3.1±0.2	6.9±0.3	18.6
NGC 3115	1.8±0.2	4.1±0.2	3.4±0.2	7.5±0.3	11.8
NGC 3256	1.1±0.2	2.3±0.2	1.9±0.2	4.2±0.3	56.1
NGC 3281	1.4±0.2	3.6±0.2	3.0±0.2	6.6±0.4	20.3
NGC 3783	0.6±0.1	1.5±0.1	1.4±0.1	2.9±0.2	71.4
NGC 4507	1.6±0.1	3.7±0.1	3.2±0.1	6.9±0.2	35.1
NGC 4593	0.5±0.1	1.3±0.1	1.3±0.1	2.6±0.2	76.6
NGC 4748	0.4±0.3	1.1±0.3	1.1±0.3	2.2±0.4	74.2
NGC 4968	1.8±0.3	4.1±0.3	3.4±0.3	7.5±0.5	15.2
NGC 5135	1.0±0.2	2.7±0.2	2.3±0.2	5.0±0.3	36.6
NGC 5506	0.1±0.5	0.2±0.5	0.2±0.5	0.4±0.7	93.3
NGC 6300	2.1±0.2	4.8±0.2	4.1±0.2	8.9±0.3	16.4
NGC 6814	1.1±0.1	2.7±0.1	2.6±0.1	5.3±0.2	14.6
NGC 6860	1.1±0.3	3.0±0.3	2.8±0.3	5.8±0.5	44.9
NGC 6907	1.6±0.4	4.1±0.4	3.2±0.4	7.4±0.6	00.0
NGC 7172	1.3±0.5	3.4±0.5	2.8±0.5	6.3±0.8	27.1
NGC 7184	1.7±0.6	4.0±0.6	3.4±0.6	7.4±0.8	16.7
NGC 7410	1.2±0.2	3.3±0.2	2.8±0.2	6.1±0.2	20.0
NGC 7496	1.3±0.4	3.3±0.4	3.0±0.4	6.3±0.6	38.3
NGC 7582	1.3±0.2	3.2±0.2	2.9±0.2	6.0±0.3	05.4
NGC 7590	1.7±0.9	4.0±0.9	3.4±0.9	7.4±1.2	15.8
NGC 7714	1.3±0.7	2.5±0.7	2.3±0.7	4.8±0.9	13.3

Tab. 6.3: Larguras Equivalentes do Triplete do Cálcio; Colunas como na Tabela 6.2.

Larguras Equivalentes para cada Tipo de Atividade			
	Atividade	W_{CaT} [Å]	FC [%]
(7)	Normais	7.1 ± 0.7	16 ± 11
(24)	Seyfert 2 “puros”	6.5 ± 1.0	18 ± 10
(12)	Compostos	6.0 ± 0.6	25 ± 11
(15)	Starburst+Compostos	5.8 ± 0.8	14 ± 14
(7)	Seyfert 1.2+1.5+1.9	5.1 ± 2.1	40 ± 27
(4)	Seyfert 1 (*)	3.3 ± 1.4	68 ± 07

Tab. 6.4: Larguras Equivalentes e Porcentagens de FC para cada subamostra. (*) Se não levarmos em conta NGC 6860 (pois é um núcleo Sy1 que contém Starburst) o valor médio da W_{CaT} para as Seyfert 1 diminui para (2.55 ± 0.34) Å, em quanto que o FC aumenta para (75.2 ± 1.3) %.

enquanto que os valores médios determinados para cada subamostra estão listados na Tabela 6.4 (Coluna 1). Em geral, o valor da W_{CaT} diminui a medida que a atividade aumenta. Subdividimos os objetos em quatro subamostras: “Seyfert 1”, com todos os núcleos que apresentam alguma linha larga (i.e., Seyfert 1, Sy 1.2, Seyfert 1.5, Seyfert 1.8 e Seyfert 1.9); “Seyfert 2”, com os núcleos Seyfert 2 “puros”; e “Stb”, que contém os núcleos classificados como do tipo “compostos” (Seyfert 2/Starburst) além dos Starburst. Os núcleos “compostos” se diferenciam dos Seyfert 2 “puros” por terem valores de W_{CaT} um pouco mais baixos, mais parecidos com os dos núcleos Starburst.

Pode-se ver que os valores das larguras equivalentes dos núcleos Seyfert 2 puros são parecidos com os das galáxias normais, o que é indicativo de que as populações estelares são similares, enquanto que nos núcleos de tipo composto o valor médio da W_{CaT} é ~ 0.5 Å menor, mais parecido com o dos Starburst “puros”. Contudo, a diferença maior está dada nos núcleos Sy 1, onde as W_{CaT} são menores.

Em geral, o comportamento da largura equivalente do CaT em função do tipo de

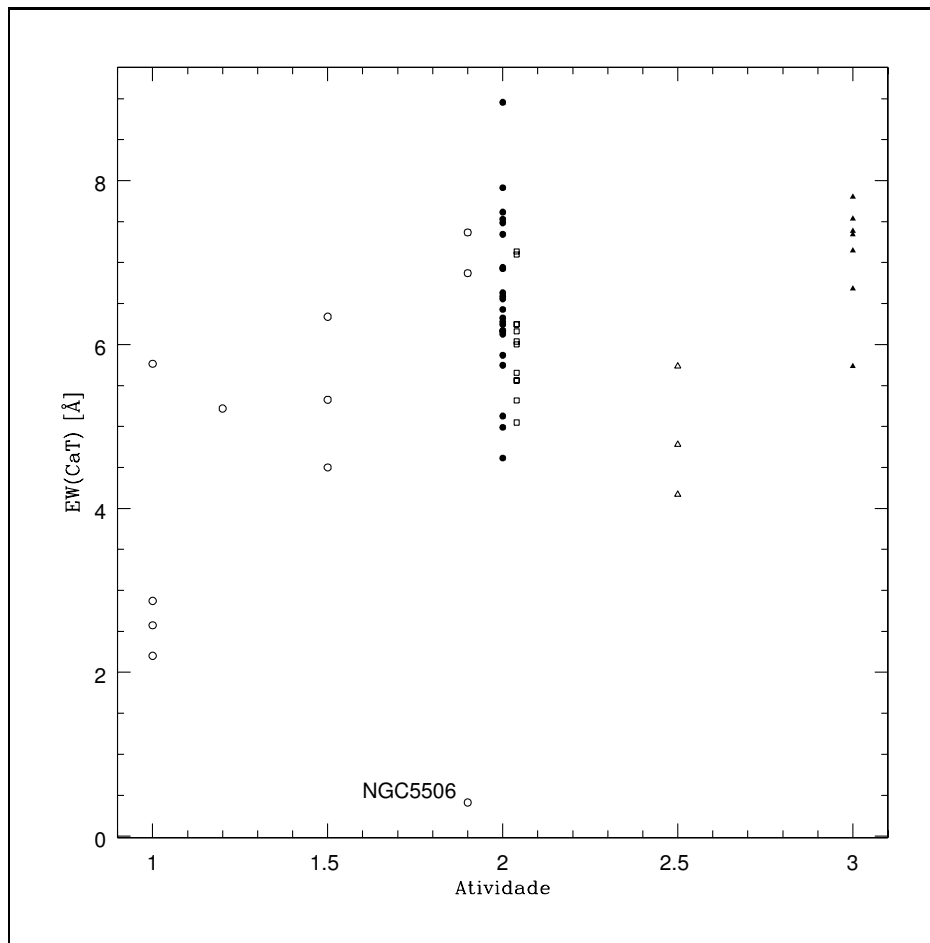


Fig. 6.2: Largura Equivalente do CaT, obtida somando as larguras equivalentes das três linhas, como função do Tipo de Atividade: 1.0=Seyfert 1; 1.2=Seyfert 1.2; 1.5=Seyfert 1.5; 1.8=Seyfert 1.8; 1.9=Seyfert 1.9; 2.0=Seyfert 2; 2.1=Starburst/Seyfert 2; 2.5=Starburst; 3=Galáxias Normais. Símbolos como na Figura 5.9.

atividade nuclear pode ser entendido como que nos núcleos de mais alta atividade (Seyfert 1 e intermediários entre Seyfert 1 e Seyfert 2) o contínuo do AGN é mais intenso, o que contribui com uma *diluição* da linha. Uma exceção é NGC 5506, marcada na Figura 6.1, por apresentar linhas do CaT muito fracas.

(b) Tipo Morfológico

Não encontramos uma correlação clara entre a W_{CaT} e o tipo morfológico da galáxia, segundo se vê na Figura 6.3. Embora para os núcleos Seyfert 2 e Normais existe uma leve dependência entre W_{CaT} e T (maior W_{CaT} nos núcleos de galáxias

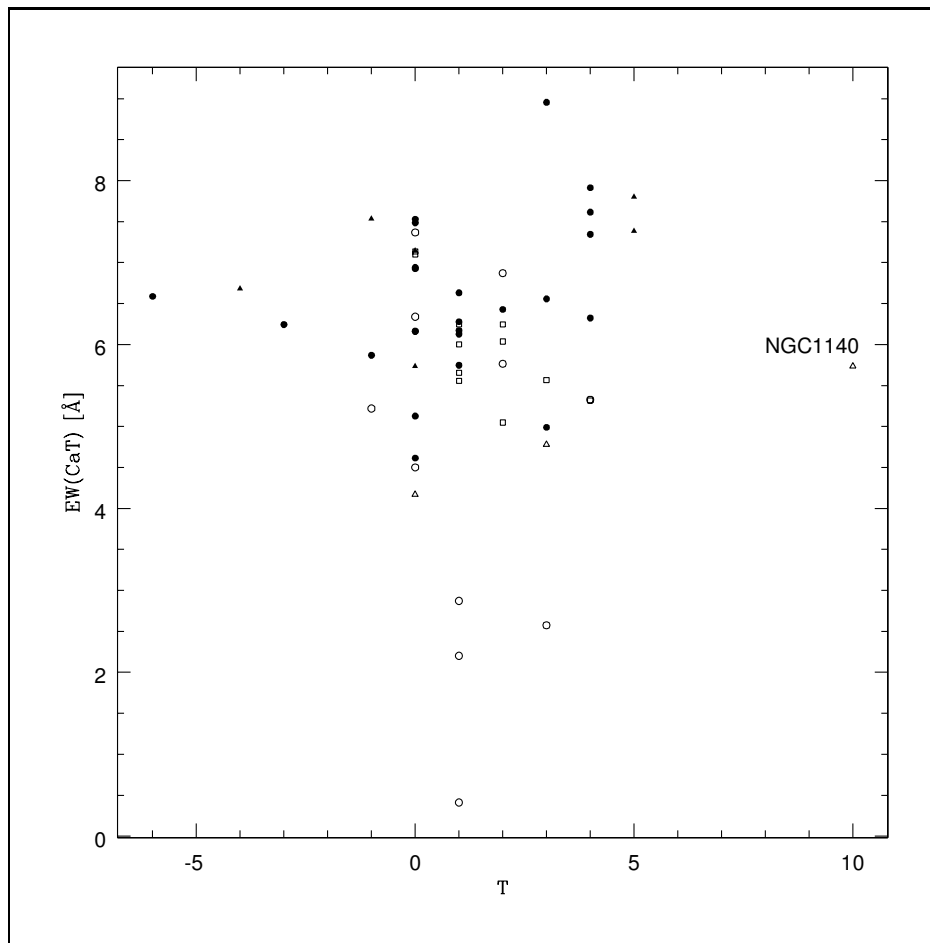


Fig. 6.3: Largura Equivalente do CaT em função do Tipo Morfológico da galáxia. Símbolos como na Figura 5.9.

mais tardias), não podemos confirmar essa tendência com nossa amostra.

(c) FC

Como foi explicado na seção anterior, os espectros sintéticos estão dados por os espectros das estrelas padrões de velocidade e um FC (em forma de leis de potências) que representa outras componentes que não sejam às das estrelas padrões em velocidade. Assim, este FC pode ser devido tanto à luminosidade estelar quanto à não estelar. Na coluna 2 da Tabela 6.4 estão listados os valores médios das contribuições em FC para cada subamostra. Vemos que existe uma clara correlação entre o W_{CaT}

e a FC dos espectros sintéticos, como ilustrada na Figura 6.4: em geral, a W_{CaT} diminui quando a porcentagem de FC é maior.

Levando em conta a relação entre W_{CaT} e o tipo espectral dos núcleos (Figura 6.2), é fácil ver também que o FC aumenta com a atividade. Os núcleos Seyfert 1 apresentam os valores mais altos de FC: dos quatro núcleos Seyfert 1, um (NGC 6860) tem FC $\sim 44\%$, sendo que os outros três têm $\sim 70-75\%$. Este comportamento pode ser entendido como que nos núcleos Seyfert 1 o FC está dado efetivamente pela alta luminosidade não estelar (i.e., do núcleo ativo) que dilui as linhas do CaT.

A contribuição de FC nos núcleos Seyfert 2 é menor que $\sim 40\%$, e nos Normais é menor que $\sim 25\%$, sendo que só em um deles (NGC 205) o FC é maior ($\sim 35\%$). Em geral, tanto em W_{CaT} quanto em FC os dois tipos de núcleos são indistinguíveis. Cabe esclarecer que, em princípio, o FC obtido aqui não é o “Featureless Continuum” observado nas Seyfert 2 na década pasada (Cid Fernandes e Terlevich, 1995); porém, nós encontramos que estão relacionados, no sentido de que, se o FC é muito alto (Seyfert 1), o FC é efetivamente devido ao contínuo não estelar (i.e., que provém do AGN). A detecção de FC em galáxias não ativas (como em NGC 205), porém, mostra que o FC não é necessariamente devido àquele “Featureless Continuum”. Nestes casos, o FC tem a ver com o “template mismatch”, explicado em §5.1.1.

É interessante ver que nossa amostra contém 12 núcleos Seyfert 2 classificados como do tipo “compostos” Seyfert 2/Starburst (Cid Fernandes *et al.*, 2001)¹. Os

¹ A denominação de “composto” implica simplesmente que foram *detectados* Starburst em muitos núcleos Seyfert 2

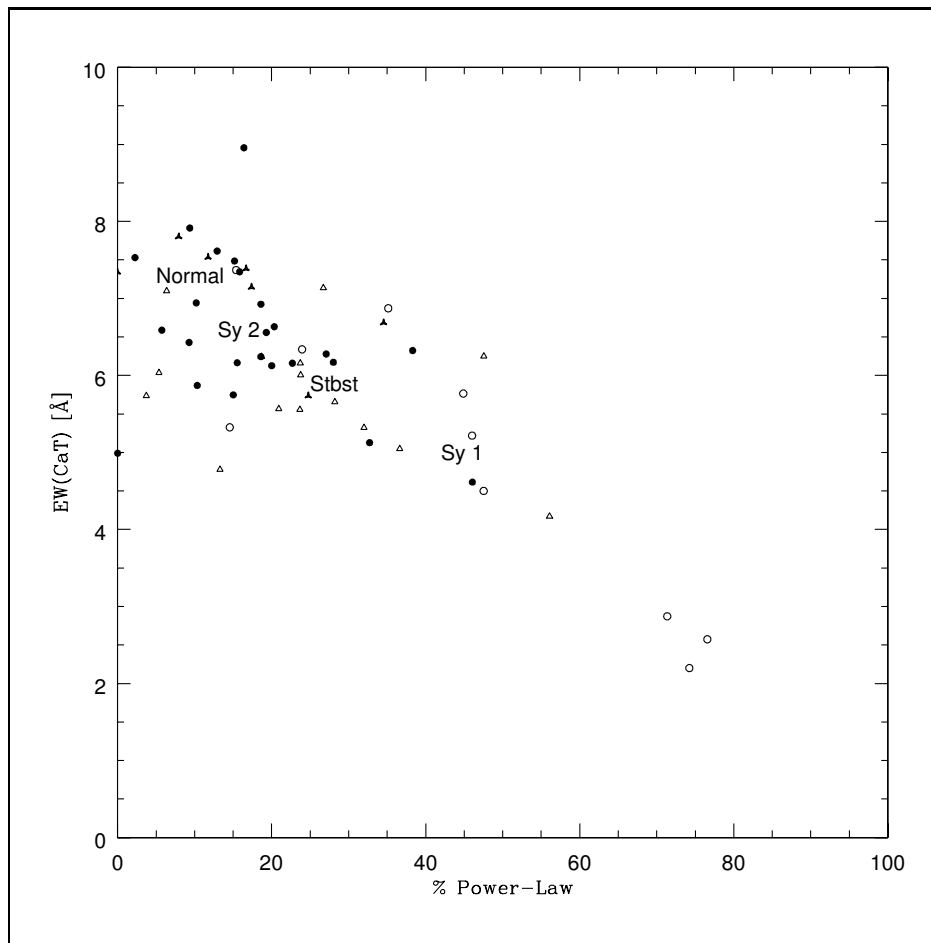


Fig. 6.4: Largura Equivalente em função do FC. Símbolos como na Figura 5.9.

valores de W_{CaT} e FC obtidos para estes objetos são intermediários aos dos núcleos Seyfert 2 e Starburst.

Em uma análise das populações estelares dos núcleos Seyfert 2 (Cid Fernandes *et al*, 2001), os “compostos” em geral contêm uma porcentagem alta de FC, em quanto que nos Seyfert 2 “puros” o FC é baixo. No entanto, vários núcleos Seyfert 2 apresentam valores intermédios e foram classificados como “ambíguos”. Alguns destes núcleos estão presentes em nossa amostra, sendo que dois deles (NGC 7212 e MRK 3) destacam-se na Figura 6.4 por terem W_{CaT} menores que a média, e portanto os FC mais altos de entre as Seyfert 2 ($\sim 40\%$, i.e., entre os dos Seyfert

1 e os dos Starburst). A natureza destes núcleos óticamente “ambíguos” não pode ser determinada com base na Figura 6.4 só, já que valores intermediários de FC podem indicar uma contribuição tanto de estrelas jovens quanto de um núcleo ativo. É interessante ver que a maioria deles contém um núcleo Seyfert 1 oculto: embora a intensidade da luz espalhada seja muito menor que a luz *direta* dos Seyfert 1, provavelmente possa contribuir à diluição das linhas estelares.

6.3 Comparação com a largura equivalente do CaII K $\lambda 3933$

Havendo determinado a largura equivalente do tripleto do cálcio para diferentes tipos de núcleos de galáxias, nos perguntamos se ela é útil como indicador da idade da população estelar presente neles. Para isso faremos uso dos espectros de populações estelares simples obtidos a partir dos modelos de Bruzual e Charlot (2003), para metalicidades $0.2 Z_{\odot}$, $0.4 Z_{\odot}$, Z_{\odot} e $2.5 Z_{\odot}$, e idades entre 0 e 2×10^{10} anos; as primeiras duas metalicidades são provavelmente irrelevantes nesta análise, pois em núcleos de galáxias as abundâncias são em geral mais altas. Nestes espectros medimos as larguras equivalentes do CaT, seguindo a mesma metodologia usada para os dados (seção §6.1) obtendo assim a seu comportamento para as faixas de idades e metalicidades mencionadas. Isto nos permite verificar a utilidade do CaT como indicador de populações estelares.

Além do CaT, algumas linhas de absorção no ótico tem sido de grande utilidade para distingüir as populações estelares em núcleos Seyfert 2, sendo que a mais intensa é CaII K $\lambda 3933$. Alguns estudos (Cid Fernandes *et al*, 2001, 2004b) demonstraram que a largura equivalente de CaII K $\lambda 3933$ (W_K) é um bom indicador

do contraste entre as proporções das populações estelares velhas e jovens. Exemplo disso é a proporcionalidade entre a porcentagem de população velha e W_K ; nos núcleos compostos essa porcentagem é menor que $\sim 75\%$, ou seja, $W_K < \sim 10 \text{ \AA}$, sendo esta a característica mais importante para detectar Starbursts em Seyfert 2. A razão de que nestes núcleos a linha CaII K tenha uma largura equivalente pequena é que, embora seja produzida em estrelas tardias, ela está diluída devido ao contínuo alto em regiões com formação estelar, sendo que o limite parece estar dado por $W_K \sim 10 \text{ \AA}$ (Cid Fernandes *et al*, 2001). A comparação entre a largura equivalente do CaT e a de CaII K permite, portanto, uma maneira alternativa, mais empírica, de verificar a utilidade do CaT como trazador das populações estelares.

6.3.1 Evolução temporal do CaT

Na Figura 6.5 apresentamos o comportamento da largura equivalente do CaT (medidas nos espectros de populações estelares simples) em função do tempo para as quatro metalicidades mencionadas, junto com os valores médios das W_{CaT} medidas para cada uma das subamostras observadas.

Pode-se ver que a W_{CaT} aumenta até atingir valores máximos de 7 \AA para Z_\odot em $t=10^7$ anos; esse máximo ocorre um pouco antes para $2.5 Z_\odot$ ($\sim 4 \text{ \AA}$ em $t\sim 8\times 10^7$ anos) e depois para $0.4 Z_\odot$ ($\sim 6 \text{ \AA}$ em $t\sim 2\times 10^8$ anos). Para metalicidades muito baixas ($0.2 Z_\odot$), os valores de W_{CaT} “oscilam” ao redor de $\sim 4 \text{ \AA}$. Este máximo principal é devido ao aparecimento das primeiras supergigantes vermelhas. Logo, entre 10^8 e 10^9 anos, as larguras equivalentes das populações com metalicidades solar e subsolar descem até que as últimas gigantes aparecem, ao redor de $\sim 10^9$ anos, as

quais são responsáveis pelo aumento da largura equivalente do CaT até valores aproximadamente constantes para idades muito altas ($t > 10^{10}$ anos). Uma exceção é a evolução do CaT para metalicidade $2.5 Z_{\odot}$, cujo valor aumenta para idades maiores que $\sim 10^7$ anos. No entanto, devemos levar em conta que a definição de largura equivalente do CaT usada neste trabalho é mais confiável entre $\sim 5 \times 10^6$ e 10^7 anos, e para idades maiores que $\sim 3 \times 10^8$ anos. Para idades entre 10^7 e 3×10^8 anos, as vezes a reta dada pelo contínuo de referencia passa por baixo do contínuo adjacente aos comprimentos de onda das linhas, dando assim valores de W_{CaT} inferiores aos reais. Nestes casos, as linhas evolutivas são limites inferiores de W_{CaT} .

O resultado mais importante desta figura é que a largura equivalente do tripleto do cálcio *não* resulta muito útil como indicador de idades. Por exemplo, para metalicidade solar e idades maiores que $\sim 10^7$ anos (logo após das primeiras supergigantes aparecerem) a W_{CaT} se mantém em valores aproximadamente constantes (de 6 a 7 Å), e só para $t > 10^{10}$ volta a ter uma dependencia unívoca com o tempo. Assim, não é possível associar uma idade a uma população com base apenas na largura equivalente do CaT.

Qualitativamente, nossos resultados são compatíveis com os obtidos por outros autores (Mayya, 1997; Vazdekis *et al*, 2003); no entanto, existem alguns aspectos a considerar:

(a) Como mencionado antes, a definição de largura equivalente adoptada não resulta útil em algumas faixas de idades; isso significa que as curvas podem estar por abaixo dos valores reais. Além disso, os autores mencionados utilizam outra definição, obtendo assim valores diferentes.

(b) Os resultados de Mayya (1997) estão baseados nos modelos evolutivos de Genebra, que são mais “caprichados” para estrelas massivas, sendo assim mais confiáveis para idades menores que $\sim 10^8$ anos. Os modelos de Bruzual & Charlot (2003) (usados por nós) usam os resultados de Padova, mais confiáveis para estrelas de baixa massa (idades maiores que $\sim 10^{8-9}$ anos).

(c) Os resultados de Vazdekis *et al* (2003) são mostrados na Figura 6.6. Para metalicidade \sim solar, a dependência temporal do CaT é similar à ilustrada na Figura 6.5. Tanto em nossos resultados quanto nos deles, observamos que a largura equivalente não é útil como indicador de idade; todavia, a dependência com a metalicidade parece ser forte, pelo menos para populações velhas.

6.3.2 Evolução temporal do CaII K $\lambda 3933$

Como explicado antes, é sabido que W_K é um forte indicador da presença de população jovem em núcleos Seyfert 2 (Cid Fernandes *et al*, 2001) e em galáxias Starburst (Cid Fernandes, Leão, Rodrigues Lacerda, 2003). Para “calibrar” esta relação, medimos W_K nos espectros das populações simples de Bruzual & Charlot (2003), definindo um pseudo-contínuo segundo explicado em Cid Fernandes *et al* (1998) e Cid Fernandes *et al* (2004b). Na Figura 6.7 está ilustrado o comportamento de W_K como função do tempo, para quatro diferentes metalicidades: $0.2 Z_\odot$, $0.4 Z_\odot$, Z_\odot e $2.5 Z_\odot$. Pode-se ver que o W_K é um excelente indicador de idade a partir de $\sim 3 \times 10^8$

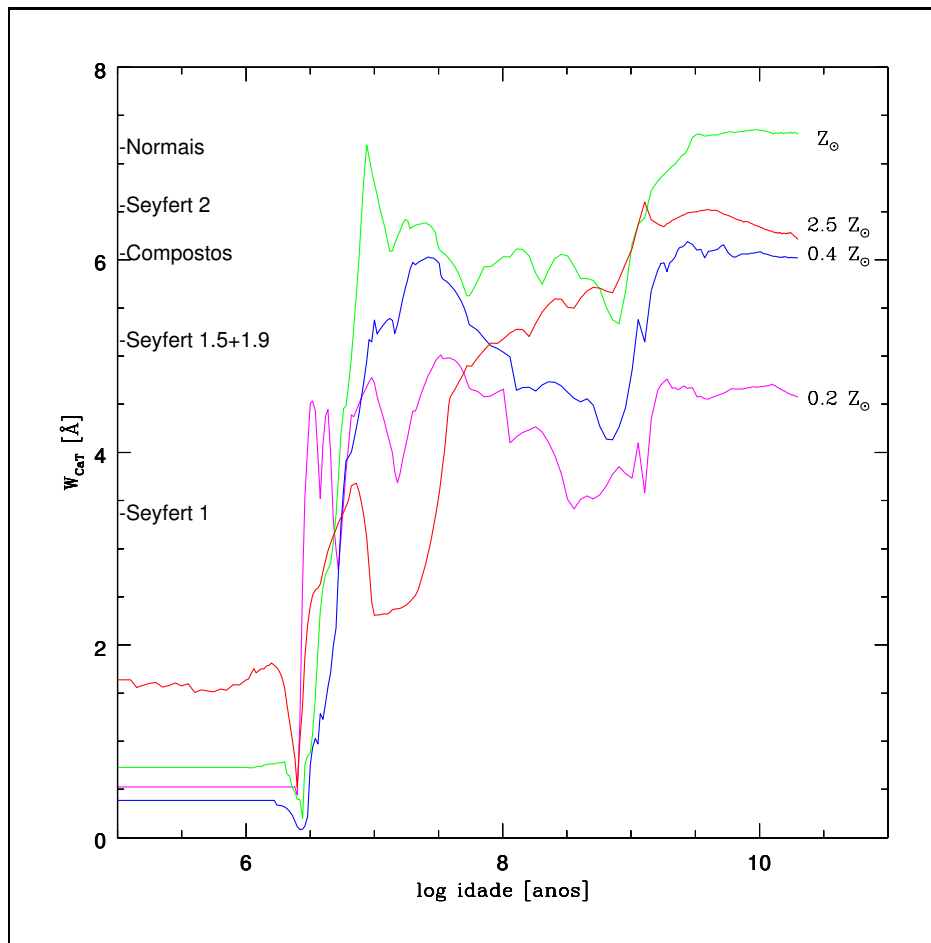


Fig. 6.5: Evolução temporal do CaT, medido nos espectros de populações estelares simples, para diferentes metalicidades. Valores médios obtidos para as subamostras de núcleos são representados à esquerda.

anos² e para todas as metalicidades. Para idades menores que 3×10^8 anos, W_K é de apenas uns poucos Å, e não apresenta um comportamento monotônico nesta faixa. Porém, pode-se dizer que se o valor observado é baixo, a população predominante é jovem.

As barras à esquerda na figura indicam as faixas de largura equivalentes de Ca K obtidas para as subamostras de Seyfert 2 e para Compostos. Para populações simples, as larguras equivalentes médias dos Seyfert 2 (11.2 ± 3.0 Å) e dos Compostos

² Em torno de $\sim 10^8$ anos, e para metalicidades acima de solar, a definição do pseudo-contínuo fornece valores negativos de W_K .

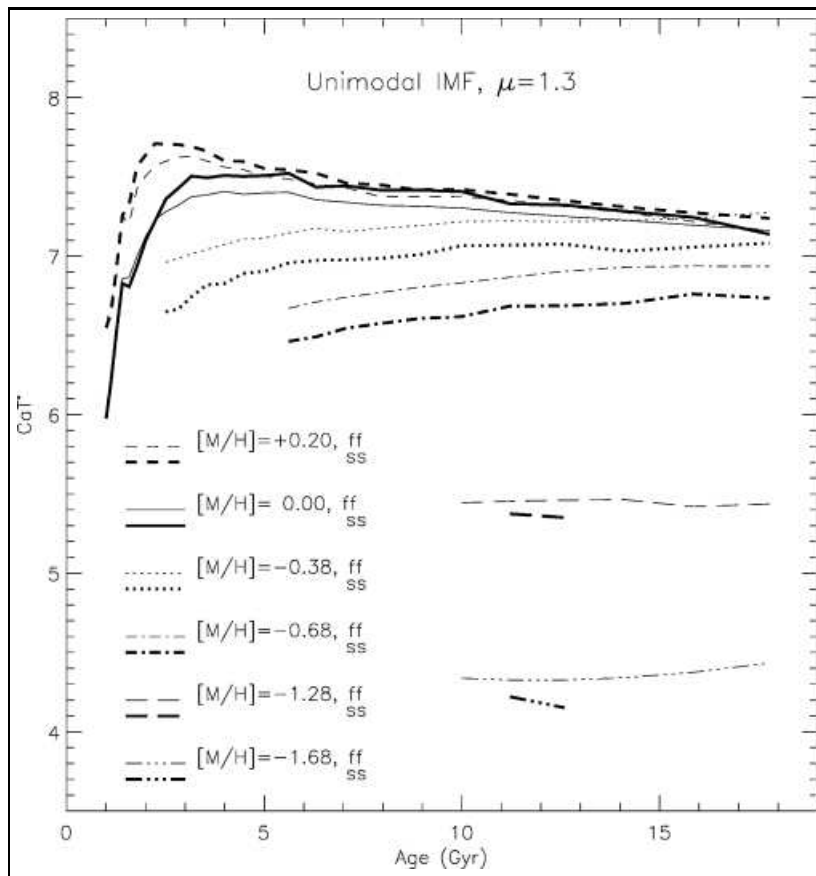


Fig. 6.6: Índice CaT* (Cenarro *et al*, 2001) de populações estelares simples em função da idade e metalicidade: ff=funções de ajuste, ss=espectros sintéticos. Extraído de Vazdekis *et al* (2003).

($6.5 \pm 3.0 \text{ \AA}$) correspondem às idades $\sim 10^9$ e $\sim 5 \cdot 10^8$ anos, respectivamente, dependendo levemente da metalicidade adotada. Estes valores são consistentes com o fato de que os Compostos contêm uma mistura de populações jovens e velhas, o que *em média*, se manifesta como um W_K correspondente a uma população simples de idade intermediária.

Levando em conta a utilidade do W_K como diagnóstico da presença de Starburst, e seu comportamento em função do tempo, concluímos que o W_K é um indicador confiável da idade.

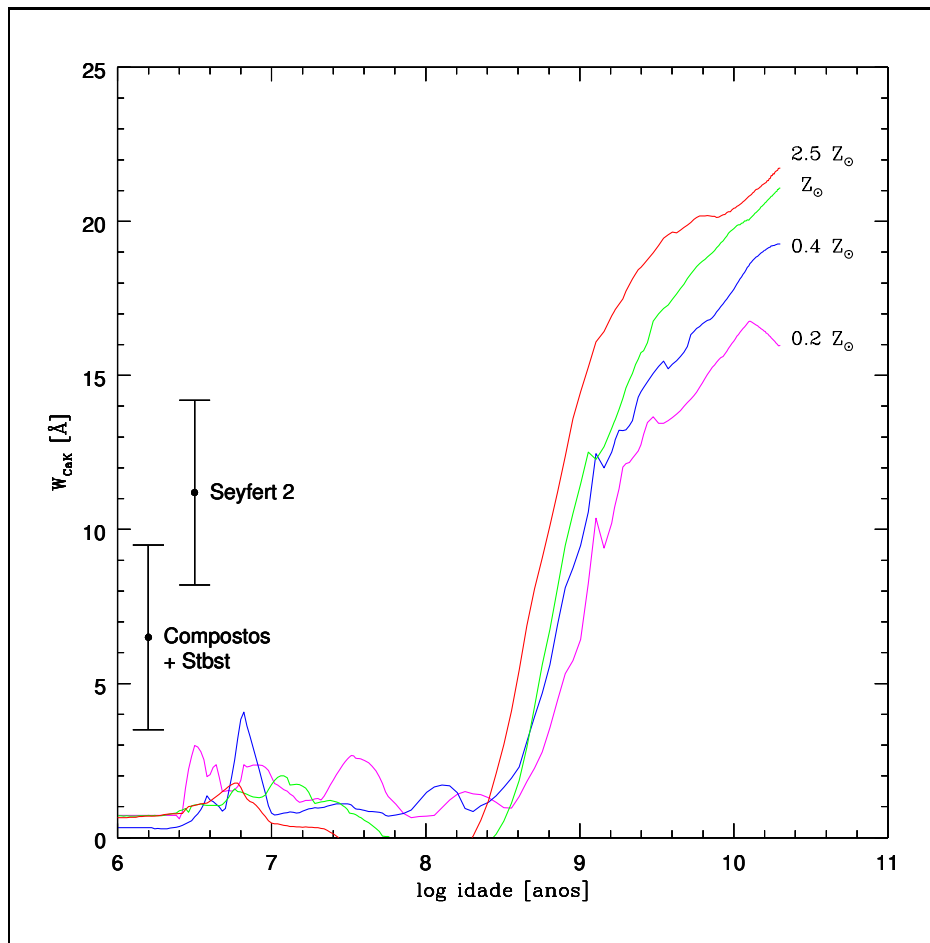


Fig. 6.7: Evolução temporal da largura da linha CaII K λ 3933, medida nos espectros de populações estelares simples, para diferentes metalicidades. Valores médios obtidos para Seyfert 2 e Compostos são representados à esquerda.

6.3.3 Relação entre as larguras equivalentes do CaT e do CaK

A fim de explorar a relação entre as larguras equivalentes do CaT e do CaK, graficamos os valores observados das larguras equivalentes do CaT obtidas em §6.2 e §6.3 e medidas de W_K compiladas de Cid Fernandes *et al* (2001, 2004a) para objetos em nossa amostra. A Tabela 6.5 lista as galáxias para as quais contamos com ambas medidas. Elas são mostradas na Figura 6.8. Além disso, na mesma figura graficamos os comportamentos das larguras equivalentes de cada linha medidos nos de populações estelares simples de Bruzual & Charlot (2003), para as metalicidades

Larguras Equivalentes do CaT e CaK

Galáxia (ESO)	$W_{CaT}[\text{Å}]$	$W_K[\text{Å}]$	Galáxia (KPNO)	$W_{CaT}[\text{Å}]$	$W_K[\text{Å}]$
ESO 362G08	8.0±0.5	6.2±0.3	MRK 0001	7.6±1.0	5.6±0.3
IC 2560	11.0±1.0	7.6±0.3	MRK 0003	11.3±1.0	4.6±0.2
IC 3639	8.0±1.0	5.3±0.2	MRK 0078	9.6±1.0	6.0±0.2
IC 5135	4.0±0.4	6.2±0.3	MRK 0273	5.6±1.0	7.1±0.5
MRK 1210	9.0±1.5	6.2±0.5	MRK 0348	12.5±1.0	6.2±0.2
NGC 0424	11.1±0.6	7.4±0.4	MRK 0573	14.1±1.0	7.1±0.1
NGC 1125	10.5±1.0	6.9±0.3	MRK 1066	5.6±1.0	5.6±0.2
NGC 1672	10.0±0.6	7.9±0.1	MRK 1073	5.7±1.0	5.6±0.3
NGC 3081	15.1±0.9	6.9±0.3	NGC 1068	7.4±1.0	6.2±0.3
NGC 3256	3.6±0.5	4.2±0.3	NGC 1386	13.2±1.0	7.5±0.1
NGC 3281	16.0±1.1	6.6±0.4	NGC 2110	13.5±1.0	5.9±0.2
NGC 4507	11.1±0.4	6.9±0.2	NGC 5929	14.3±1.0	5.8±0.1
NGC 4968	10.7±1.1	7.5±0.5	NGC 7130	3.7±1.0	6.2±0.2
NGC 5135	3.3±0.4	5.0±0.3	NGC 7212	10.4±1.0	5.1±0.1
NGC 5506	7.9±1.0	0.4±0.7			
NGC 6300	16.6±1.2	8.9±0.3			
NGC 7172	16.7±1.3	6.3±0.8			
NGC 7410	3.3±0.4	6.1±0.2			
NGC 7496	4.1±0.4	6.3±0.6			
NGC 7582	4.5±0.4	6.0±0.3			
NGC 7590	16.3±0.7	7.4±1.2			

Tab. 6.5: Larguras equivalentes do tripleto do Cálcio e de CaII K $\lambda 3933$.

Z_{\odot} e $2.5 \times Z_{\odot}$.

Em geral, os valores observados são consistentes com os modelos estelares, ou seja, valores altos do CaT depois de $\sim 10^{7-8}$ anos e uma variedade de valores de W_K segundo as diferentes idades da população. Temos que levar em conta que as observações não necessariamente devem coincidir com uma linha evolutiva, que são devidas a populações *simples*: combinações de diferentes idades e metalicidades reproduzem facilmente as W_{CaT} dos núcleos Seyfert e Starburst.

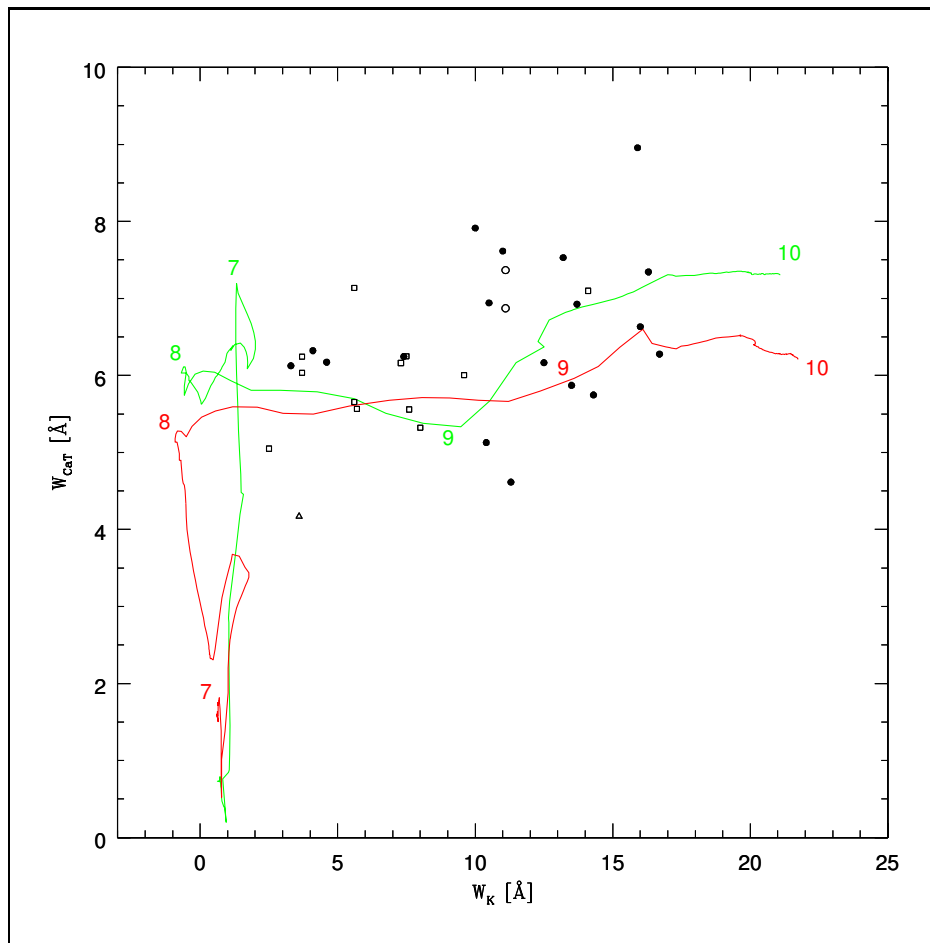


Fig. 6.8: Relação entre a largura equivalente do CaT e do CaK λ 3933. As linhas estelares para populações simples estão graficadas para duas metalicidades; suas dependências temporais estão indicadas como log(idade) em cada uma delas. Os valores listados na Tabela 6.5 estão graficados com símbolos como na Figura 5.9.

6.3.4 Contribuição do contínuo não-estelar

A diluição das linhas estelares no ótico foi atribuída durante muito tempo a um contínuo não-estelar. Sua possível contribuição pode ser quantificada analisando o comportamento das larguras equivalentes do CaT e do CaK: assumindo um contínuo não estelar, representado por uma lei de potência, $F_\nu \propto \nu^{-\alpha}$, é possível estimar a diluição que apresentaria o CaT.

As larguras equivalentes do CaT (W_{CaT}) e do CaII λ 3933 (W_K) são expressas em termos dos fluxos integrados das linhas (F_{CaT} e F_K) e os contínuos nesses

comprimentos de onda (C_{CaT} e C_K) da forma:

$$W_{CaT} = \frac{F_{CaT}}{C_{CaT}}; \quad W_K = \frac{F_K}{C_K} \quad (6.2)$$

O contínuo em cada comprimento de onda (C_λ) pode ser devido à contribuição estelar (C_λ^*) e ao contínuo não estelar, em forma de uma lei de potências (C_λ^{PL} ; PL=“power-law”). Ele é expresso em termos do índice espectral β e o comprimento de onda de normalização λ_0 : $C_\lambda^{PL} = C_{\lambda_0}^{PL} \times (\lambda/\lambda_0)^\beta$; neste caso, $\lambda_0 = 3933 \text{ \AA}$. Assim, para a linha CaII K:

$$W_K = \frac{F_K}{C_K} = \frac{F_K}{C_K^* + C_K^{PL}} = \frac{F_K}{C_K^*} \frac{C_K^*}{C_K^{PL} + C_K^*} = W_K^* \times x_K^* \quad (6.3)$$

onde x_K^* é a contribuição do contínuo estelar ao total ($x_K^* + x_K^{PL} = 1$). Similarmente, a largura equivalente do tripleto do cálcio é:

$$W_{CaT} = W_{CaT}^* \frac{C_{CaT}^*}{C_{CaT}^{PL} + C_{CaT}^*} = W_{CaT}^* \frac{1}{1 + \frac{C_{CaT}^{PL}}{C_{CaT}^*}} \quad (6.4)$$

As quantidades C_{CaT}^{PL} e C_{CaT}^* podem ser expressas em termos dos contínuos estelar e não estelar na linha K:

$$C_{CaT}^* = \frac{C_{CaT}^*}{C_K^*} C_K^*; \quad C_K^* = x_K^* C_K \quad (6.5)$$

$$C_{CaT}^{PL} = \frac{C_{CaT}^{PL}}{C_K^{PL}} C_K^{PL}; \quad C_K^{PL} = x_K^{PL} C_K \quad (6.6)$$

A fração C_{CaT}^*/C_K^* depende da forma do espectro estelar. Nos modelos de Bruzual &

Charlot (2003), para uma população velha essa “cor” é de ~ 3 . Similarmente, a fração C_{CaT}^{PL}/C_K^{PL} está dada pelo contínuo não estelar, ou seja $C_{CaT}^{PL}/C_K^{PL} = (\lambda_{CaT}/\lambda_K)^\beta$.

Assim:

$$\frac{C_{CaT}^{PL}}{C_{CaT}^*} = \frac{(\lambda_{CaT}/\lambda_K)^\beta x_K^{PL}}{C_{CaT}^*/C_K^* (1 - x_K^{PL})} \quad (6.7)$$

Substituindo este resultado na equação (6.4) obtemos:

$$W_K = W_K^*(1 - x_K^{PL}). \quad (6.8)$$

$$W_{CaT} = W_{CaT}^* \frac{1}{1 + \frac{(\lambda_{CaT}/\lambda_K)^\beta x_K^{PL}}{C_{CaT}^*/C_K^* (1 - x_K^{PL})}} \quad (6.9)$$

As equações (6.8) e (6.9) expressam os comportamentos das larguras equivalentes W_K e W_{CaT} em função da contribuição x_K^{PL} ; estas “curvas de diluição” são ilustradas na Figura 6.9 com passos a cada 20% de x_K^{PL} . As curvas correspondem aos índices não estelares $\beta = 0, 0.5$ e 1.0 , os que correspondem³ a $\alpha = 1.0, 1.5$ e 2.0 na representação $F_\nu \propto \nu^{-\alpha}$; o valor usualmente adotado para um AGN é $\alpha = 1.5$ ($\beta=0.5$). Na mesma figura estão graficados os dados e modelos mostrados na Figura 6.8.

Uma análise desta figura mostra que nenhuma das curvas de lei de potência computadas aqui é compatível com as observações, no sentido de que os dados não estão distribuídos ao longo das curvas de diluição. Portanto, o comportamento das

³ β está relacionado com α da forma $\beta=2-\alpha$: $F_\nu d\nu = F_\lambda d\lambda \rightarrow \nu^{-\alpha} d\nu \propto \lambda^\beta d\lambda$, ou seja que $\nu^{-\alpha} \propto \lambda^{\beta-2} \rightarrow \beta = 2 - \alpha$

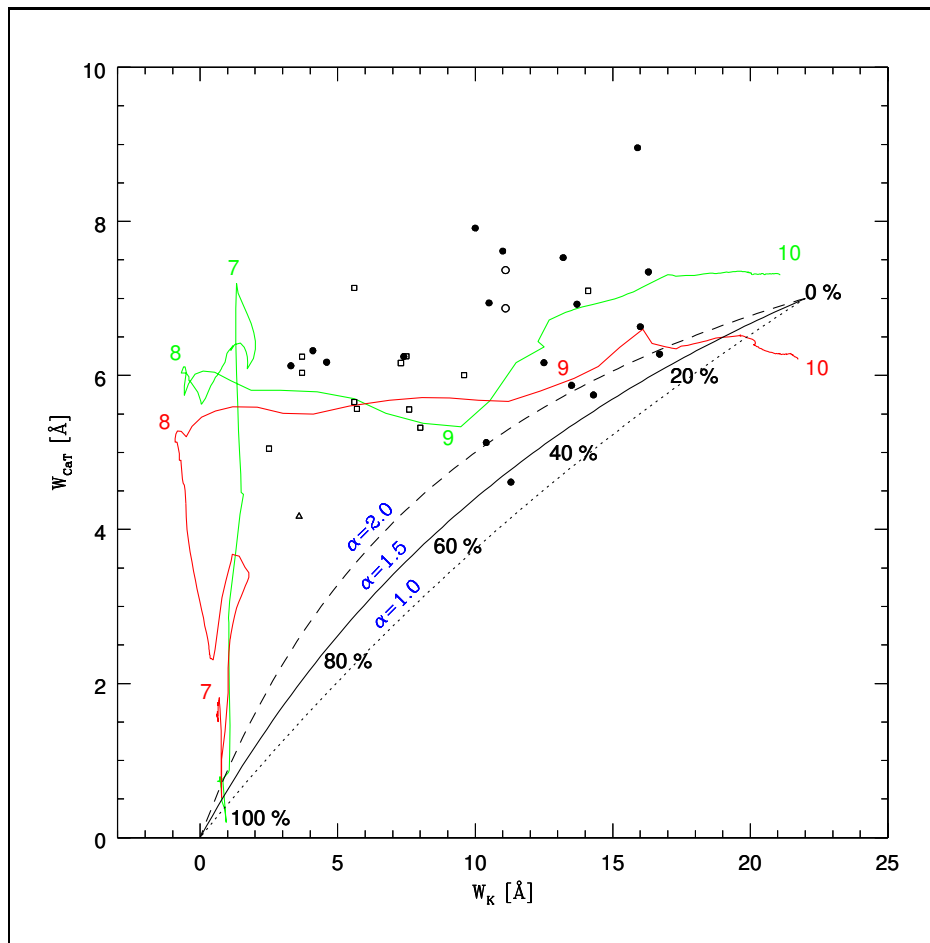


Fig. 6.9: Relação entre a largura equivalente do CaT e do CaK λ 3933, similar à Figura 6.8. As linhas de diluição são indicadas segundo o índice espectral da contribuição em leis de potências, com porcentagens marcados a longo delas.

larguras equivalentes não pode ser explicado em termos de uma população velha mais uma lei de potência que se estenda desde o CaK (3933 Å) até o CaT (\sim 8550 Å). Se isso acontecesse, o CaT também estaria diluído, mas as larguras equivalentes observadas se encontram por acima das curvas, ainda para as leis de potências mais azuis; só um índice espectral α maior que 3 ou 4 explicaria os altos valores de CaT e uma forte diluição do Ca II K, mas em AGNs α é menor que \sim 2. Embora isso já foi notado anteriormente usando a linha estelar Mg Ib λ 5175 (Terlevich, Díaz & Terlevich, 1990; García-Vargas *et al*, 1993), aqui confirmamos este resultado com uma amostra maior e para uma linha mais azul que Mg Ib. Assim, o contínuo que

dilui as linhas estelares no ótico-UV *não* dilui as linhas no vermelho.

Cinco núcleos (três deles são ambíguos) apresentam larguras equivalentes coincidentes com as curvas de lei de potência dadas por $\alpha = 1.5$ a 2. No entanto, dois deles (NGC 2110 e NGC 7172) encontram-se também na curva estelar de alta metalicidade e idade ($>10^9$ anos), e um (NGC7212) está na curva estelar de metalicidade solar ($\sim 10^9$ anos), podendo portanto ser resultado da combinação de populações estelares velhas e (se presente) um contínuo não estelar em pouca proporção ($<30\%$).

Alguns núcleos Seyfert 2 têm larguras equivalentes maiores que $\sim 7 \text{ \AA}$ e não poderiam corresponder a combinações dos modelos; eles serão estudados num futuro, testando-os, por exemplo, com modelos estelares de outras metalicidades.

Resumindo, a contribuição em forma de lei de potência ao contínuo dos núcleos Seyfert 2 não explica a diluição das linhas estelares no ótico à vez que a não diluição das linhas estelares no vermelho. Os modelos de populações estelares simples de Bruzual & Charlot (2003) podem em grande medida, dar conta do comportamento das larguras equivalentes das linhas estelares.

Capítulo 7

CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

7.1 Resultados

Neste trabalho apresentamos um atlas de espectros nucleares na faixa do tripleto do Cálcio em 8498.02, 8542.09 e 8662.14 Å (CaT) e de [SIII] λ 9068.9 para 59 galáxias: 38 com núcleo Seyfert 2 e as restantes com núcleo Seyfert 1, Starburst e Normais. Estas características espectrais foram usadas para determinar as dispersões de velocidades estelar (σ_*) e gasosa. O CaT foi detectado em 58 objetos, enquanto que o [SIII] foi detectado em 42 dos núcleos observados.

Determinamos σ_* ajustando o espectro na faixa do CaT com um programa de síntese espectral (método de ajuste direto) usando como base estrelas padrões de velocidade mais um “Featureless Continuum” (FC) em forma de leis de potências. Encontramos um bom acordo com os dados em comum da literatura. O valor de σ_* médio é de ~ 120 km/s, independente do tipo de atividade.

Obtivemos dispersões de velocidades do gás (através do FWHM do [SIII]) e conferimos que, embora sejam mais altas que as estelares, existe uma correlação

entre elas, sendo mais forte para núcleos Seyfert que para outros tipos de núcleos.

A análise das populações estelares foi feita através das larguras equivalentes do CaT (W_{CaT}), medidas nos espectros sintéticos, e do Ca II $\lambda 3933$ (W_K), obtidas da literatura. Se encontrou que nos núcleos Seyfert 2 as W_{CaT} não estão diluídas, ou seja, têm valores similares às dos núcleos normais. Em geral, W_{CaT} diminui com a atividade. Na maioria dos casos a contribuição do FC à síntese foi menor que $\sim 50\%$, e advertimos que existe uma correspondência entre o tipo de atividade nuclear e o FC: nos Seyfert 1 o FC é muito alto ($\sim 75\%$), indicando uma diluição do CaT devido ao contínuo do AGN, enquanto que nos Starbursts é pouco e devido ao contínuo estelar. Muitos dos núcleos observados são compostos (Seyfert 2 + Starburst); eles apresentam W_{CaT} e FC intermédios aos observados nos Seyfert 2 e nos Starburst.

Conferimos que W_{CaT} não resulta muito útil na hora de determinar a presença de populações jovens. Nesse sentido, W_K resulta ser um bom indicador de Starburst em núcleos Seyfert 2. Usando modelos de populações estelares simples, verificamos que o CaK é muito útil como indicador de idade, para metalicidades entre $0.2Z_{\odot}$ e $2.5Z_{\odot}$.

A dependência do W_{CaT} com o W_K é consistente com a evolução de um surto de formação estelar, com idades entre 10^7 e 10^{10} anos, e não com uma simples combinação de uma população velha e uma lei de potências (própria do contínuo do AGN).

7.2 Continuação deste trabalho

Esta dissertação é parte de uma pesquisa para estudar a dinâmica estelar e gasosa e as populações estelares dos núcleos Seyfert 2. O atlas apresentado no Capítulo 4 permitiu analisar estas quantidades; no entanto, persistem algumas questões a serem analisadas futuramente em maior detalhe:

(a) A principal motivação deste trabalho foi o conhecimento da razão entre Massa e Luminosidade (M/L) em núcleos de galáxias ativas. Primeiramente verificaremos se este indicador se correlaciona com outros trazadores de populações estelares, como o W_K . Se esta correlação existir, a razão M/L poderá ser usada para diagnosticar populações estelares em objetos para os quais outros métodos não funcionam bem, como Seyfert 1 e alguns Seyfert 2.

(b) Alguns núcleos apresentam dispersões de velocidades estelares menores que 100 km/s. Segundo a relação entre σ_* e a massa do buraco negro central, eles teriam massas muito pequenas. Estes objetos são de grande interesse atualmente, e merecem ser analisados em maior detalhe.

(c) A cinemática do gás apresenta variações que são devidas às influências não gravitacionais; possíveis causas foram nomeadas em §5.3. Elas serão analisadas em detalhe com a amostra deste trabalho e mais 20 novos espectros obtidos no KPNO, que estão sendo reduzidos.

(d) As assimetrias observadas na linha de emissão [SIII] $\lambda 9068.9$ não foram estudadas neste trabalho; como futura pesquisa, faremos um estudo detalhado delas.

(e) Além das linhas analisadas neste trabalho, nossos espectros contêm também outras linhas de emissão nebulares, como $H\alpha$, [NII] $\lambda\lambda 6548, 6584$ e [SII] $\lambda\lambda 6717, 6731$.

O estado de ionização do gás pode ser inferido assim através das razões $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$, $[\text{SII}]/\text{H}\alpha$ e $[\text{SII}]/[\text{SIII}]$. Determinar essas razões como função da distância ao núcleo permitirá fazer um mapeamento das condições físicas do gás da NLR. Para os núcleos da amostra Norte e alguns da amostra Sul contamos também com espectros no ótico, o que favorecerá a interpretação dos resultados.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- [1] Andrillat, Y., Jaschek, C., & Jaschek, M. 1995, *A&AS*, 112, 475
- [2] Antonucci, R. 1993, *ARA&A*, 31, 473
- [3] Barth, A. J., Ho, L. C., & Sargent, W. L. W. 2002, *AJ*, 124, 2607
- [4] Bica, E. & Alloin, D. 1987, *A&A*, 186, 49
- [5] Bruzual, G. & Charlot, S. 2003, *MNRAS*, 344, 1000
- [6] Buta, R., Mitra, S., de Vaucouleurs, G., & Corwin, H. G. 1994, *AJ*, 107, 118
- [7] Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- [8] Cenarro, A. J., Cardiel, N., Gorgas, J., Peletier, R. F., Vazdekis, A., & Prada, F. 2001, *MNRAS*, 326, 959
- [9] Cenarro, A. J., Gorgas, J., Cardiel, N., Vazdekis, A., & Peletier, R. F. 2002, *MNRAS*, 329, 863
- [10] Cid Fernandes, R. J. & Terlevich, R. 1992, *ASP Conf. Ser.* 31: Relationships Between Active Galactic Nuclei and Starburst Galaxies, 241
- [11] Cid Fernandes, R. J. & Terlevich, R. 1995, *MNRAS*, 272, 423

- 150
- [12] Cid Fernandes, R. J., Storchi-Bergmann, T., & Schmitt, H. R. 1998, MNRAS, 297, 579
- [13] Cid Fernandes, R., Heckman, T., Schmitt, H., Delgado, R. M. G., & Storchi-Bergmann, T. 2001, ApJ, 558, 81
- [14] Cid Fernandes, R., Leão, J. R. S., & Lacerda, R. R. 2003, MNRAS, 340, 29
- [15] Chmielewski, Y. 2000, A&A, 353, 666
- [16] Reference Catalogue of Bright Galaxies (RC1; 1964) de Vaucouleurs, G. & de Vaucouleurs, A. 1995, VizieR Online Data Catalog, 7016, 0
- [17] Diaz, A. I., Terlevich, E., & Terlevich, R. 1989, MNRAS, 239, 325
- [18] Dressler, A. 1984, ApJ, 286, 97
- [19] Fath, E. A. 1909, PASP, 21, 138
- [20] García Vargas, M. L., Liuz, A., Terlevich, E., & Terlevich, R. 1992, ASP Conf. Ser. 31: Relationships Between Active Galactic Nuclei and Starburst Galaxies, 205
- [21] García Vargas, M. L., Díaz, A. I., Terlevich, E., & Terlevich, R. 1993, ASS, 205, 85
- [22] González Delgado, R. M., Heckman, T., Leitherer, C., Meurer, G., Krolik, J., Wilson, A. S., Kinney, A., & Koratkar, A. 1998, ApJ, 505, 174
- [23] González Delgado, R. M., Heckman, T., & Leitherer, C. 2001, ApJ, 546, 845

- [24] Gunn, J. E. 1979, Active galactic nuclei. (A79-50785 22-90) Cambridge, Cambridge University Press, 1979, p. 213-225. Research supported by the Alfred P. Sloan Foundation, 213
- [25] Harms, R. J., et al. 1994, ApJ, 435, L35
- [26] Heckman, T. M., Gonzalez-Delgado, R., Leitherer, C., Meurer, G. R., Krolik, J., Wilson, A. S., Koratkar, A., & Kinney, A. 1997, ApJ, 482, 114
- [27] Hernquist, L. & Mihos, J. C. 1995, ApJ, 448, 41
- [28] Isobe, T., Feigelson, E. D., Akritas, M. G., & Babu, G. J. 1990, ApJ, 364, 104
- [29] Jones, J. E., Alloin, D. M., & Jones, B. J. T. 1984, ApJ, 283, 457
- [30] Khachikian, E. Y. & Weedman, D. W. 1971, Astrofizika, 7, 389
- [31] Kormendy, J. & Richstone, D. 1995, ARA&A, 33, 581
- [32] Maeder, A. & Conti, P. S. 1994, ARA&A, 32, 227
- [33] Magorrian, J., et al. 1998, AJ, 115, 2285
- [34] Malkan, M. A., Gorjian, V., & Tam, R. 1998, ApJS, 117, 25
- [35] Maoz, D., Koratkar, A., Shields, J. C., Ho, L. C., Filippenko, A. V., & Sternberg, A. 1998, AJ, 116, 55
- [36] Márquez, I., Masegosa, J., Durret, F., González Delgado, R. M., Moles, M., Maza, J., Pérez, E., & Roth, M. 2003, A&A, 409, 459
- [37] McElroy, D. B. 1995, ApJS, 100, 105

- [38] Meurer, G. R., Heckman, T. M., Leitherer, C., Kinney, A., Robert, C., & Garnett, D. R. 1995, AJ, 110, 2665
- [39] Miranda Gomes, J.M. 2004. *Disertação de Mestrado*; UFSC
- [40] Nelson, C. H. & Whittle, M. 1995, ApJS, 99, 67
- [41] Nelson, C. H. & Whittle, M. 1996, ApJ, 465, 96
- [42] Oliva, E., Origlia, L., Kotilainen, J. K., & Moorwood, A. F. M. 1995, A&A, 301, 55
- [43] Oliva, E., Origlia, L., Maiolino, R., & Moorwood, A. F. M. 1999, A&A, 350, 9
- [44] Plait, P. & Bohlin, R. 1997, *The 1997 HST Calibration Workshop with a new generation of instruments* /edited by Stefano Casertano, Robert Jedrzejewski, Charles D. Keyes, and Mark Stevens. Baltimore, MD : Space Telescope Science Institute (1997) QB 500.268 C35 1997, p. 150., 150
- [45] Pritchett, C. 1978, ApJ, 221, 507
- [46] Rodríguez-Ardila, A. & Viegas, S. M. 2003, MNRAS, 340, L33
- [47] Sargent, W. L. W., Young, P. J., Lynds, C. R., Boksenberg, A., Shortridge, K., & Hartwick, F. D. A. 1978, ApJ, 221, 731
- [48] Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, ApJ, 500, 525
- [49] Schmitt, H. R., Kinney, A. L., Storchi-Bergmann, T., & Antonucci, R. 1997, ApJ, 477, 623

- [50] Schmitt, H. R., Storchi-Bergmann, T., & Fernandes, R. C. 1999, MNRAS, 303, 173
- [51] Schmitt, H. R., Antonucci, R. R. J., Ulvestad, J. S., Kinney, A. L., Clarke, C. J., & Pringle, J. E. 2001, ApJ, 555, 663
- [52] Seyfert, C. K. 1943, ApJ, 97, 28
- [53] Slipher, V. M. 1917, Lowell Observatory Bulletin, 3, 59
- [54] Storchi-Bergmann, T., Raimann, D., Bica, E. L. D., & Fraquelli, H. A. 2000, ApJ, 544, 747
- [55] Storchi-Bergmann, T., González Delgado, R. M., Schmitt, H. R., Cid Fernandes, R., & Heckman, T. 2001, ApJ, 559, 147
- [56] Terlevich, E., Diaz, A. I., & Terlevich, R. 1990, MNRAS, 242, 271
- [Terlevich(1992)] Terlevich, R. 1992, ASP Conf. Ser. 31: Relationships Between Active Galactic Nuclei and Starburst Galaxies, 133
- [57] Terlevich, R., Tenorio-Tagle, G., Rozyczka, M., Franco, J., & Melnick, J. 1995, MNRAS, 272, 198
- [58] Tonry, J. & Davis, M. 1979, AJ, 84, 1511
- [59] Vale Asari, N.; Garcia-Rissmann, A.; Vega Neme, L. & Cid Fernandes Jr., R.. Poster 32: Stellar Velocity Dispersions in AGN - II: Methods, in The interplay among Black Holes, Stars and ISM in Galactic Nuclei (IAU Symposium 222) Gramado, 2004.

- Referencias Bibliográficas
- [60] Vazdekis, A., Cenarro, A. J., Gorgas, J., Cardiel, N., & Peletier, R. F. 2003, MNRAS, 340, 1317
- [61] Véron-Cetty, M.-P. & Véron, P. 2001, A&A374, 92
- [62] Whitmore, B. C., McElroy, D. B., & Tonry, J. L. 1985, ApJS, 59, 1
- [63] Whittle, M. 1992, ApJ, 387, 121
- [64] Whittle, M. 1992, ApJS, 79, 49
- [65] Wilkins, T.N. & Axon, D.J. 1991, TWODSPEC, Starlink User Note No. 16
- [66] Wozniak, H., Combes, F., Emsellem, E., & Friedli, D. 2003, A&A, 409, 469