



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

INPE-10027-TDI/882

**POPULAÇÕES ESTELARES EM GALÁXIAS ELÍPTICAS:
CINEMÁTICA E INDICADORES DE METALICIDADE E IDADE**

Marcio Malacarne

Dissertação de Mestrado em Astrofísica, orientada pelo Dr. André de Castro Milone,
aprovada em 22 de novembro de 2002.

524.3 : 524.6

MALACARNE, M.


Populações estelares em galáxias elípticas: cinemática e indicadores de metalicidade e idade / M. Malacarne – São José dos Campos: INPE, 2002.

172p. – (INPE-10027-TDI/882).

1.Espectropia astronômica. 2.Espectros de absorção. 3.Correlação espectral. 4.Sistemas estelares. 5.Galáxias elípticas. 6.movimentos estelares. 7.Distribuição de estrelas. 8.Taxa de formação estelar. 9.Metalicidade. 10.Composição química. 11.Formação de galáxias. I.Título.

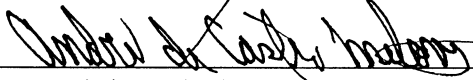
Aprovado pela Banca Examinadora em cumprimento a requisito exigido para a obtenção do Título de **Mestre em Astrofísica.**

Dr. Hugo Vicente Capelato



Presidente/INPE, SJCampos-SP

Dr. André de Castro Milone



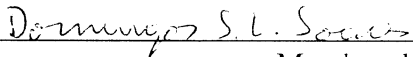
Orientador/INPE, SJCampos-SP

Dr. Francisco José Jablonski



Membro da Banca/INPE, SJCampos-SP

Dr. Domingos Sávio de Lima Soares



Membro da Banca
Convidado UFMG, Belo Horizonte-MG

Candidato: Márcio Malacarne

São José dos Campos, 22 de novembro de 2002.

*Eu creio que não há "uma solução" para os problemas sociais,
mas mil soluções diversas e variáveis,
como diversa e variável é, no tempo e no espaço, a vida social.
Erico Malatesta*

*A todos aqueles que lutam pela construção de uma outra realidade,
em que haja justiça para todos.*

AGRADECIMENTOS

Agradeço a todas(os) amigas(os) que de alguma forma colaboraram com este trabalho, em especial (não necessariamente nesta ordem):

Às minhas irmãs(os), meus pais (M^a B. Malacarne, *in memoriam* e Moacyr) e familiares que sempre me incentivaram nos estudos;

Ao Dr. André Milone pela orientação, paciência e amizade, Dr. Hugo Capelato pelas dicas e sugestões e ao Dr. Worthey pelo espectros estelares de comparação;

Às alunas(os), pesquisadoras(es), estagiárias(os) e funcionárias(os) da Divisão de Astrofísica do INPE para os quais devo os conhecimentos adquiridos para a realização desse trabalho; a todos dos LNA, especialmente aos assistentes noturnos e ao Rodrigo, que sempre me atendeu prontamente;

Às professoras(es) e funcionárias(os) do CCE/UFES pelo afastamento e amizade, aos amigos do Planetário e Observatório/UFES e à CAPES/UFES pela bolsa, sem a qual este trabalho não seria viável;

A Scheila pelas correções, revisões e ao Dr. Hélio Jaques, pela revisão do *Resumo* em esperanto;

Às desenvolvedoras(es) do GNU/Linux (pelo sistema operacional); GNU/Gimp (pelo excelente programa para tratar as imagens aqui usadas); StarOffice (pelo processador de texto, de desenhos e apresentador de diapositivos); IRAF e RVSAO (pelo programa de redução de imagens e extração dos espectros), e à todas(os) as(os) desenvolvedoras(es) de aplicativos livres, todos foram fundamentais para esta Dissertação.

A todas(os) anarquistas que me ensinaram que um mundo verdadeiramente humano é possível.

RESUMO

O estudo da distribuição interna das populações estelares em galáxias do tipo prematuro fornecem informações fundamentais para testar os seus modelos de formação e evolução químico-dinâmica. Por outro lado, o estudo da dinâmica estelar interna nessas galáxias fornece informações relevantes para prever a forma: esferóide triaxial, oblato ou prolato. Para tanto, realizamos espectroscopia de fenda longa em duas regiões do óptico ao longo de direções projetadas de cinco galáxias elípticas próximas pertencentes a ambientes de baixa densidade: NGC 3904 e NGC 5018 (eixos maior e menor), NGC 5576 (eixo maior), NGC 5898 (direções N-S e L-O) e NGC 5796 (direção L-O). A partir desses espectros, extraídos para regiões de até um raio efetivo, pudemos medir os perfis radiais da dispersão de velocidade e curvas de rotação na linha de visada, que descrevem a cinemática estelar e, posteriormente, os gradientes radiais de vários índices do Sistema Lick ($H\beta$, $H\delta$, $H\gamma$, Mg_2 , $Mg\ b$, Fe5270, Fe5335 e Na D), que são indicadores da idade e metalicidade estelares. Os dados foram obtidos no Observatório do Pico dos Dias (LNA/MCT) usando o telescópio de 1,60m e o espectrógrafo Cassegrain, com resoluções de 6,1 Å/pix (azul) a 7,4 Å/pix (vermelho). Para a análise da dinâmica interna, calculamos o gradiente radial da dispersão de velocidades, o parâmetro de anisotropia e o desalinhamento cinemático projetado. Para a análise do conteúdo estelar, realizamos comparações com os resultados espectrofotométricos dos modelos de populações estelares simples de Vazdekis (2001). Conseguiu-se distinguir as populações estelares em pelo menos duas regiões (nuclear e fora-do-núcleo) em termos de idade, metalicidade $[Fe/H]$, razão de abundância $[Mg/Fe]$ e tipo de enriquecimento químico predominante (supernova tipo Ia ou II). Assim, uma caracterização do estado dinâmico-evolutivo do conteúdo estelar foi obtida para cada galáxia elíptica da amostra; demonstrando a relevância desse tipo de análise no estudo sobre a formação e evolução de sistemas esferoidais.

STELLAR POPULATIONS ON ELLIPTICAL GALAXIES: KINEMATIC, METALLICITY AND AGE INDICATORS

ABSTRACT

The study of the stellar population internal distribution about age and metallicity of the early-type galaxies provides some fundamental information to test the formation and chemical-dynamic evolution models of the spheroidal systems. On the other hand, the study of the internal stellar dynamic of this type of galaxy provides some important information to predict its shape: triaxial, oblate or prolate spheroid. In order to do it, long-slit spectroscopy was realized in two optical regions along the photometric axes (when it was possible) of five nearby elliptical galaxies which belong to various low density environments: NGC 3904 e NGC 5018 (major and minor axes), NGC 5576 (minor axis), NGC 5898 (N-S and E-W directions) and NGC 5796 (E-W direction). From these spectra, extracted up to one effective radius, we can determine firstly the radial profiles of the velocity dispersion and the rotation curves, that describe the stellar kinematics in the line of sight. Secondly we can measure the radial gradients of many Lick line-strength indices ($H\beta$, $H\delta$, $H\gamma$, Mg_2 , $Mg\ b$, $Fe5270$, $Fe5335$ e $Na\ D$), which are stellar age and metallicity indicators. The spectral data were obtained at Observatorio Pico dos Dias (LNA/MCT) with the 1,6 m telescope and the Cassegrain spectrograph for whose the resolution varies from 6,1 Å/pix (blue) to 7,4 Å/pix (red). In the internal dynamic analysis, the radial gradients of the velocity dispersion, the anisotropy parameter and the projected kinematic misalignment were calculated. In the stellar content analysis, we have realized comparisons to the single stellar population models of Vazdekis (2001). It was possible to distinguish the stellar populations between two regions at least (nuclear and out-of-nucleous) in terms of age, metallicity $[Fe/H]$, abundance ratio Mg/Fe and predominant chemical enrichment (type Ia or type II supernovae). This reveals the importance of this type of analysis in the research about the formation and evolution of the spheroidal systems.

STELKLANOJ EN ELIPSAJ GALAKSIOJ: KINEMATIKO KAJ INDICOJ DE METALENHAVO KAJ AGO

RESUMO

La studo pri interna distribuo de stelkloroj de frutipaj galaksioj rezultigas informojn fundamentajn por la ĝustigado de iliaj formiĝaj kaj ĥemodinamik-evoluaj modeloj. Aliflanke, la studo de la interna steldinamiko en ĉi tiuj galaksioj rezultigas informojn pri ilia formo, nome: triaksa, oblata aŭ prolata sferoido. Tiucele, ni observis, helpe de longfenda spektroskopistudo de du vidlumaj spektroregionoj, laŭlonge de iliaj ĉefaj surĉielsfer-projektitaj aksoj, kvin najbarajn elipsajn galaksiojn el malgrandadensaj amasoj: NGC 3904 kaj NGC 5018 (laŭlonge de la grandaj kaj malgrandaj aksoj); NGC 5576 (laŭlonge de la granda akso); NGC 5898 (laŭlonge de la direkto Nordo-Sudo kaj Uesto-Eosto) kaj NGC 5796 (laŭlonge de la direkto Uesto-Eosto). El tiuj spektroj, akiritaj ĝis 1 efektiva radiuso, ni mezuris la radialajn profilojn de la rapidodisperso kaj la rotacikurbojn vidlinie, kiuj priskribas la stelkinematikon. Krome, ni ankaŭ mezuris la radialan gradienton de pluraj liniintens-indicoj de Lick ($H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$, Mg_2 , $Mg\ b$, $Fe5270$, $Fe5335$ kaj $Na\ D$). La datenoj estis akiritaj en la Observatorio Pico dos Dias (LNA/MCT) pere de teleskopo 1.60m kaj spektroskopo Kasegraino, sub la apartigopovo 6,1 Å/pix (blue) ĝis 7,4 Å/pix (ruĝe). Por la analizado de la interna steldinamiko, ni kalkulis la radialan gradienton de la rapidodisperso, la anizotropian parametron kaj la projektitan kinematikan misliniigon. Por la analizado de la stelenhavo, ni komparis la datenojn al la spektrofotomezuraj rezultoj de la simplaj modeloj pri stelkloroj de Vazdekis (2001). Ni bone distingis la stelklorojn de almenaŭ du regionoj (kerna kaj eksterkerna) laŭ ago, metalenhavo $[Fe/H]$, abundoratio $[Mg/Fe]$ kaj ĉefa riĉigoprocezo (pro supernovao Ia aŭ II). Tiamaniere, la karakterizo de la dinamik-evolua stato de ĉiu elipsa galaksio de nia specimeno estis farita, pruvante la gravecon de tia analizado en la studo pri la formiĝo kaj evoluo de sferoidaj stelsistemoj.

SUMÁRIO

LISTA DE FIGURAS.....	17
LISTA DE TABELAS.....	21
CAPÍTULO 1 - INTRODUÇÃO.....	23
1.1 Formação e Evolução de Galáxias.....	23
1.2 Tipo Espectral das Galáxias.....	26
1.3 Por que Analisar Galáxias Elípticas Próximas?.....	30
1.4 Gradientes Radiais de Indicadores de Idade e Metalicidade Estelares.....	31
1.5 Tipo de Enriquecimento Químico do Meio Interestelar.....	34
1.6 Regiões Nuclear e Central de Galáxias Elípticas.....	34
CAPÍTULO 2 - GALÁXIAS ANALISADAS E REDUÇÕES DOS DADOS.....	37
2.1 Escolha das Galáxias.....	37
2.2 Observações Espectroscópicas de Fenda Longa.....	40
2.3 Extração dos Espectros de Abertura.....	47
CAPÍTULO 3 - CINEMÁTICA ESTELAR DAS GALÁXIAS ELÍPTICAS	57
3.1 Introdução ao Método da Correlação Cruzada.....	57
3.1 Introdução ao Método da Correlação.....	61
3.2.1 Erros na Velocidade Radial Heliocêntrica.....	66
3.2.2 Curvas de Rotação.....	67
3.2.3 Comparação das Curvas de Rotação com a Literatura.....	71
3.3 Dispersão de Velocidades e Perfis Radiais de σ_v	74
3.3.1 Estimativa do Erro em σ_v	77
3.3.2 Comparação das Dispersões de Velocidades com a Literatura.....	84
3.4 Dispersão Nuclear de Velocidades Estelares.....	86
3.5 Resultados Cinemáticos e Dinâmicos.....	88
3.5.1 Núcleo Desacoplado Cinematicamente (NDC).....	88
3.5.2 Sistemas Elipsoidais Achatados por Rotação.....	90
3.5.3 Desalinhamento Cinemático Projetado.....	91
3.6 Discussões.....	95
CAPÍTULO 4 - ÍNDICES ESPECTRAIS DE LICK.....	99
4.1 Introdução aos Índices Espectrais de Lick.....	99
4.2 Por quê e Quais os Índices Lick Medidos?.....	103
4.2.1 Os Indicadores de Abundância Química Estelar Mg2, <Fe> e Na D.....	104
4.2.2 Os Indicadores de Idade Estelar H β , H δ e H γ	105
4.3 Transformação para o Sistema Lick e Cálculo dos Erros.....	109
4.4 Gradientes Radiais dos Índices Lick.....	116
4.5 Índices Nucleares.....	125
4.6 Discussões.....	128

CAPÍTULO 5 - COMPARAÇÕES COM MODELOS DE POPULAÇÕES ESTELARES.....	131
5.1 Introdução aos Modelos de Populações Estelares Simples (PES).....	131
5.2 Os Modelos Espectrofotométricos de Populações Estelares Simples (PES) de Vazdekis 2001.....	133
5.3 Distribuição Radial em [Mg/Fe], [Na/Fe], [Fe/H] e Idades Estelares.....	134
5.4 Discussões.....	136
CAPÍTULO 6 - CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS.....	147
6.1 Conclusões por Galáxias.....	148
6.2 Perspectivas Futuras.....	151
REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS.....	153
APÊNDICE A - CONFIGURAÇÃO DO ESPECTRÓGRAFO CASSEGRAIN.....	159
APÊNDICE B - CORRELAÇÕES E AUTO-CORRELAÇÕES ENTRE OS ESPECTROS ESTELARES DE LICK E OS NOSSOS.....	161
APÊNDICE C - ÍNDICES LICK MEDIDOS PARA CADA DIREÇÃO DAS GALÁXIAS OBSERVADAS.....	163

LISTA DE FIGURAS

1.1 - Exemplo de uma galáxia espiral Sab (NGC 5016) e uma galáxia elíptica E3 (NGC 5018) da nossa amostra.....	28
2.1 - Ilustração esquemática resumida da espectroscopia de fenda longa.....	42
2.2 - Projeções da fenda para as galáxias da amostra segundo à direção dos eixos fotométricos, quando possível, ou nas direções N-S e L-O.....	44
2.3 - Visualização tridimensional do espectro de fenda longa de NGC 3904 ao longo do eixo maior.....	49
2.4 - Perfil espectroscópico e imagem bidimensional do espectro da galáxia NGC .3904.....	49
2.5 - Exemplo de definição de aberturas para o perfil de NGC 5576.....	51
2.6 - Divisão entre dois espectros da abertura 1 de NGC 3904 extraídos usando diferentes métodos: um usando a soma pura do fluxo, outro usando a soma ponderada.....	55
3.1 - Espectro da estrela HR 5370 tipo K3, $S(\lambda)$, escolhido como espectro de referência, e do centro da galáxia E2 NGC 3904, $G(\lambda)$, assumindo a condição de um espectro de um sistema estelar composto.....	59
3.2 - Função de correlação cruzada entre o espectro de uma galáxia e de uma estrela de referência.....	61
3.3 - Resultado da correlação cruzada do espectro da abertura central de NGC 3904 com o espectro da estrela HR 5370.....	66
3.4 - Ilustração de um elipsóide triaxial como descrito pela Equação 3.6.....	68
3.5 - Curvas de rotação na linha-de-visada das galáxias ao longo das direções escolhidas.....	70
3.6 - Diferenças entre as velocidades radiais heliocêntricas calculadas por nós e as de outros estudos.	72
3.7 - Comparação das curvas de rotação das galáxias observadas com outros estudos (Δcz).....	73
3.8 - Dispersão de velocidades em função da LTMA do pico da FCC.....	77
3.9 - Erro relativo de σ_v em função do S/R do espectro galáctico para a região azul em	

função do S/R do espectro galáctico para a região azul.....	79
3.10 - Perfis radiais da σ_v ao longo das direções observadas.....	81
3.11 - Gradientes logarítmicos radiais da σ_v das galáxias ao longo das direções observadas.....	83
3.12 - Comparações das velocidades de rotação das galáxias observadas com outros estudos.....	85
3.13 - Diferenças entre as σ_{v0} de outros estudos e as nossas.....	88
3.14 - Ilustração das velocidades de rotação para galáxias com NDC.....	89
4.1 - Espectro estelar representativo de quatro índices da Série de Balmer do Hidrogênio.....	103
4.2 - Comparação das absorções dos índices Lick entre estrelas de diferentes tipos espectrais.....	107
4.3 - Ajuste linear para transformação do índice $H\beta$ ao Sistema Lick.....	112
4.4 - Ajuste polinomial para o fator da correção da σ_v do índice Lick Mg b baseado nos índices de 4 estrelas de nossa amostra para a região azul.....	113
4.5.a - Gradientes radiais de 5 índices Lick medidos para NGC 3904 MA e ME.....	117
4.5.b - Gradientes radiais de 5 índices Lick medidos para NGC 5018 MA e ME.....	118
4.5.c - Gradientes radiais de 5 índices Lick medidos para NGC 5576 MA e NGC 5796 L-O.....	119
4.5.d - Gradientes radiais de 5 índices Lick medidos para NGC 5898 N-S e L-O.....	120
4.5.e - Gradientes radiais dos índices $H\gamma$ (A e F) e $H\delta$ (A e F) medidos para NGC 5018 nos eixos MA e ME.....	121
4.5.f - Gradientes radiais dos índices $H\gamma$ (A e F) e $H\delta$ (A e F) medidos para NGC 5898 na direção L-O.....	122
4.6 - Comparação dos perfis radiais de índices Lick para NGC 3904 MA ($H, Mg_2, Fe5270$ e $Fe5335$) e NGC 5018 ME (Mg_2 e $Fe5270$).....	123
5.1 - NGC 3904: comparações os com modelos de PES de Vazdekis 2001.....	138
5.2 - NGC 5018: comparações com os modelos de PES de Vazdekis 2001.....	140
5.3 - NGC 5576: comparações com os modelos de PES de Vazdekis 2001.....	142
5.4 - NGC 5796: comparações com os modelos de PES de Vazdekis 2001.....	143

5.5 - NGC 5898: comparações com os modelos de PES de Vazdekis 2001.....	145
---	-----

LISTA DE TABELAS

1.1 - Comparações entre as principais características das galáxias espirais e elípticas...	28
2.1 - Parâmetros das Galáxias Observadas nas noites dos dias 07, 08 e 09 de abril/2000.....	38
2.2 - Classificação das galáxias quanto à identificação em grupos.....	39
2.3 - Estrelas da amostra de Lick observadas.....	40
2.4 - Parâmetros observacionais das galáxias.....	46
2.5 - Largura e distâncias radiais para cada abertura das galáxias.....	53
3.1 - Resultados das correlações cruzadas para os espectros das aberturas centrais das galáxias observadas.....	63
3.2 - Principais linhas galácticas de emissão e absorção.....	65
3.3 - Principais Linhas do céu que podem causar problemas na extração dos espec- tros e culo de cz segundo a identificação do RVSAO.....	65
3.4 - Velocidades radiais sistêmicas e comparações com outros estudos.....	72
3.5 - σ_v (km/s) e σ_v (pix) calculados.....	75
3.6 - Resultados das correlações cruzadas entre os espectros estelares alargados . com aqueles sem alargamento.....	76
3.7 - Resultados das CC's dos espectros alargados de HR 5854 a diferentes graus de . . . ruídos.....	78
3.8 - Velocidade de rotação e σ_v para cada abertura das galáxias.....	82
3.9 - Gradientes radiais logarítmicos da dispersão de velocidades para cada direção das galáxias observadas.....	84
3.10 - Resultados cinemáticos e dinâmicas das galáxias estudadas e comparação com outros estudos.....	94
4.1 - Definições das janelas de contínuo e bandas de passagens dos índices Lick.....	108
4.2 - Alargamentos espectrais resultantes.....	110
4.3 - Resultados das Correlações cruzadas entre os espectros estelares convoluídos para a resolução de Lick e os não convoluídos.....	110
4.4 - Coeficientes dos ajustes lineares e polinomiais do 2º grau para a transformação ao	

Sistema Lick.....	114
4.5 - Gradientes Radiais de alguns índices Lick.....	124
4.6 - Gradientes logarítmicos de alguns índices Lick.....	126
4.7 - Índices nucleares e comparação com outros estudos.....	126
5.1 - Valor médio dos índices Lick analisados.....	134
5.2 - Valor médio dos índices Lick analisados para a região nuclear e para a região externa.....	135
6.1 - Principais propriedades dinâmicas e populações estelares das galáxias .observadas.....	147

CAPÍTULO 1

INTRODUÇÃO

Mesmo as noites totalmente sem estrelas podem anunciar a aurora de uma grande realização.
Martin Luther King

1.1 FORMAÇÃO E EVOLUÇÃO DE GALÁXIAS

O modelo cosmológico padrão baseia-se em três evidências: a radiação cósmica de fundo em microondas, a abundância dos elementos leves (H, D, He, Li) e a recessão das galáxias. O acontecimento do Estrondãoⁱ (ou *Big Bang*, em inglês) ocorrido há aproximadamente 13 bilhões de anos atrás dá suporte àquelas três evidências. Uma massa favorável ao colapso gravitacional é de aproximadamente $10^6 M_{\odot}$, que é a massa de *Jeans* do Universo logo após a época da recombinação, a qual ocorreu 10^6 anos após o Estrondão. Os modelos de formação de galáxias são idealizados inicialmente por uma suave perturbação da densidade local do plasma primordial. Esse gás está num estado gravitacionalmente instável de escalas muito menores do que as escalas de uma protogaláxia. Por conseguinte, a formação de estrelas iria ocorrer em regiões de maior densidade do que a média (Tinsley, 1980).

Independentemente dos detalhes do modelo cosmológico, uma protogaláxia pode ser concebida como uma nuvem de gás governada por auto-gravidade - e talvez por perturbações na vizinhança. Esta protogaláxia pode não ter nenhuma estrela formada durante o colapso. Neste caso forma-se um sistema discoidal de gás. Se as estrelas se formarem num intervalo de tempo muito menor do que o tempo de colapso, forma-se um sistema esferoidal (galáxias elípticas, *E's*, e halo de espirais, *S's*, - veja adiante Colapso monolí-

ⁱ Cf. definição de Soares (2001).

tico dissipativo). Já galáxias lenticulares, *SO's*, parecem ser sistemas intermediários, apresentando discos, porém possuem populações estelares mais evoluídas do que aquelas do disco das espirais.

Colapso monolítico dissipativo: se não houver dissipação de energia, ou seja, transformação da energia cinética da matéria colapsante em radiação eletromagnética, tanto o gás primordial e o material reciclado e ejetado ao meio pelas estrelas (formadas durante o colapso da proto-galáxia) bem como as próprias estrelas não cairão juntos em direção ao centro do colapso gravitacional. Assim, quando houver pouca dissipação de energia não aparecerá nenhum gradiente de metalicidade (relativo a metais, qualquer elemento com número atômico acima do He), cf. Larson, (1974) e Tinsley (1980). Em geral, a formação de sistemas esferoidais, como galáxias elípticas e bojo e halo de espirais, requer que o tempo de formação de estrelas seja menor do que o de dissipação de energia (ou tempo de colapso). Isto é, pelo modelo de Larson (1974), para que um gradiente de metalicidade seja estabelecido, o tempo de formação de estrelas deve ser menor do que o tempo de queda do gás para as regiões centrais da galáxia, enquanto que para a formação de um disco, como nas espirais, requer o contrário. Se a escala temporal da formação estelar for muito grande, o gradiente será plano além de 1 kpc do centro galáctico (Larson, 1974). Estrelas formadas a uma certa distância radial ao centro da protogaláxia, quando há dissipação de energia do meio, permanecem com pouco movimento orbital líquido em direção ao centro, mas o gás colapsa posteriormente por causa da sua dissipação de energia, ou seja, a energia cinética do movimento orbital é parcialmente perdida pela radiação induzida colisionalmente. Os metais ejetados pelas estrelas são carregados em direção ao centro pelo gás em colapso e um gradiente de abundância química desenvolve-se (Larson, 1974).

Os modelos de evolução química galáctica devem reproduzir as abundâncias dos elementos observados nas galáxias, seja em sua componente estelar, seja em sua componente gasosa. Os modelos baseiam-se na produção de elementos químicos em estrelas de diferentes massas e composições químicas, na função de massa inicial (FMI), na taxa de formação de estrelas (TFE) e na possível entrada e saída de gás do sistema. Deste

modo, cf. Matteucci (1996), resumidamente, os parâmetros básicos para um modelo de evolução química das galáxias são:

- condições iniciais: quantidade do gás presente inicialmente e composição química desse gás;
- taxa de transformação do gás em estrelas $B(m,t)$: tal que $B(m,t)=\psi(t)\cdot\phi(m)$, onde $\psi(t)=TFE$ é a sua taxa temporal (em unidades de massa solar por unidade de tempo) e $\phi(m)=FMI$ é a sua fração da massa total por intervalo de massa (em unidades de número relativo de estrelas por unidade massa);
- entrada de gás externo (que pode ser de origem primordial ou não);
- enriquecimentos químicos dados pelas estrelas;
- saída de matéria gasosa com ou sem ventos galácticos provenientes de eventos de supernovas (SN's).

Nas décadas de 1960-70 foram vários os autores que se dedicaram ao estudo da evolução química e dinâmica tanto da Galáxia como de galáxias longínquas. Citamos os principais:

Sandage (1962) foi o primeiro a estudar a formação e evolução da Galáxia. Ele encontrou uma notável correlação entre a abundância química (indicada pela diferença da abundância do Fe em relação ao Hidrogênio do objeto pela abundância do Fe em relação ao Hidrogênio solar: $[Fe/H]$, veja Equação 1.1) e a excentricidade orbital, no sentido de que estrelas com menor metalicidade movem-se invariavelmente em órbitas altamente elípticas, sendo que:

$$[X/H] = \log \left(\frac{n(X)}{n(H)} \right)_* - \log \left(\frac{n(X)}{n(H)} \right)_\odot, \quad (1.1)$$

onde $n(X)$ =abundância numérica do elemento (No caso acima, $X=Fe$); $n(H)$ =abundân-

cia numérica do Hidrogênio reescalada tal que $\log n(\text{H})=12$. Os símbolos * e \odot designam o objeto e o Sol, respectivamente. Com o tempo a média $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle$ aumenta, como consequência da evolução química do gás, logo, estrelas com maior $[\text{Fe}/\text{H}]$, na média, são menos evoluídas (Matteucci, 1996).

Beatrice M. Tinsley, em um trabalho pioneiro datado de 1972, traça as bases para os primeiros modelos de evolução química em galáxias. Usando um modelo no qual as estrelas são formadas do gás do meio interestelar (MI) e evoluem desde a seqüência principal (SP) até a morte, ela estudou a evolução galáctica baseada nos dados de estrelas da vizinhança solar.

Já os principais indicadores espectrais de metalicidade tal como Mg_2 e $\langle\text{Fe}\rangle$, foram originalmente definidos por Faber (1977), onde $\text{Mg}_2 \equiv \text{MgH} \wedge \text{MgI}$ é um índice de linha que está centrado na janela cuja largura da banda de passagem inclui linhas de absorções molecular MgH e atômica do tripleto do MgI, e $\langle\text{Fe}\rangle \equiv \frac{1}{2}(\text{Fe}5270 + \text{Fe}5335)$, média de duas larguras equivalentes centradas em regiões com linhas do ferro neutro (FeI), cujo comprimento de onda é o número na frente do Fe, em unidades de Å. Veja Equação 4.1 e 4.2 para mais detalhes.

Outras dezenas de autores, entre eles Efstathiou et al. (1980), Davies (1983, 1987), Kormendy e Djorgovski (1989), Worthey et al. (1992, 1994, 1997), Carollo et al. (1993, 1994), Matteucci (1996), Gorgas et al. (1990, 1993), Cardiel et al. (1998), Vazdekis (1999, 2001) e Milone et al. (2000), continuaram a dar grandes contribuições aos estudos da formação e evolução de galáxias, usando principalmente dados espectrofotométricos.

1.2 TIPO ESPECTRAL DAS GALÁXIAS

Não é possível resolver espacialmente uma única estrela em galáxias situadas além do Grupo Local, exceto SN's. Portanto, muitas informações desses objetos são obtidas dos seus espectros integrados. O espectro integrado das galáxias representa uma composição

de espectros estelares, por isso eles podem apresentar uma classificação espectral similar ao das estrelas. Enquanto que nas galáxias *S*'s os dados espectroscópicos são heterogêneos, devido à mistura de dois conjuntos de populações esferoidal e disco, nas galáxias *E*'s os dados espectrais são mais uniformes. Nas galáxias *E*'s os espectros ópticos são produzidos principalmente por gigantes tipo *K*, daí a classificação de Morgan e Mayall (1957) chamá-las de *Sistemas K*. Morgan classificou as galáxias com base nos seus espectros ópticos. As galáxias mais jovens, como *Sc*, *S* e *Irr*, foram nomeadas de *Sistemas A*, *AF*, *F* e *FG*. O Sistema *K* inclui galáxias *Sb*, *Sa* e principalmente *S0* e *E*. Observe na Figura 1.1 que o espectro da galáxia *E3* (NGC 5018, da nossa amostra) é dominado por linhas de absorção de origem estelar (ex. CaFe λ 5268,98 Å, onde CaFe corresponde a uma superposição de linhas atômicas do CaI e FeI, o Triplete de MgI λ 5175 Å, dubleto de NaI λ 5892 Å e a banda molecular do MgH), enquanto que o espectro de uma galáxia *Sab* (como NGC 5016) é dominado tanto por linhas nebulares em emissão como por linhas de absorção estelares, além de um contínuo térmico estelar basicamente.

A título de comparação, a Figura 1.1 mostra as diferenças morfológicas e espectrais entre uma galáxia espiral do tipo morfológico *Sab* (NGC 5016) e outra elíptica, do tipo morfológico *E3* (NGC 5018). Em NGC 5016, cuja imagem foi obtida no *Nasa Extragalactic Database* (NED), podemos notar algumas linhas de emissão como: H β , OII e OIII (comuns nas espirais), e algumas de absorção: MgI e G+H γ , onde G+H γ = banda molecular de CH superposta com linha H γ da série de Balmer do Hidrogênio. Já nas galáxias *E*'s, como NGC 5018, predominam quase que completamente as linhas de absorção como: G, H β , MgI, NaI e CaFe. O espectro, em ambos casos, é da região nuclear. Comumente, os perfis fotométricos do núcleo das espirais são semelhantes ao das elípticas. Neste caso, embora possamos notar algumas semelhanças por meio das linhas de absorção, podemos também notar as diferenças por meio das linhas de emissão. Segundo Misselt et al. (1999), o espectro de nuclear de NGC 5016 é característico de regiões HII e tem uma substancial ocorrência de estrelas nascendo. Por isso, o contínuo espectral de NGC 5016 é essencialmente de origem estelar, apresentando uma superposição

da emissão estelar com a nebular.

A Tabela 1.1 fornece as principais características das galáxias *E's* e *S's*. Pode-se constatar que as galáxias *E's* tem estrelas mais velhas (gigantes do tipo K) e possuem quase nenhum gás e poeira, podendo ser sistemas mais massivos e evoluídos do que as galáxias *S's*.

TABELA 1.1 - COMPARAÇÕES ENTRE AS PRINCIPAIS CARACTERÍSTICAS DAS GALÁXIAS ESPIRAIS E ELÍPTICAS

Propriedade	Espirais	Elípticas
Massa (M_{\odot})	10^9 a 10^{12}	10^5 a 10^{13}
Diâmetro (kpc)	05 – 30	1 - 1000
Luminosidade (L_{\odot})	10^8 a 10^{11}	10^6 a 10^{12}
População estelar	Velha e jovem	Velha
Tipo espectral	A a K	G a K
Gás	Bastante	Muito pouco
Poeira	Bastante	Muito pouca
Cor	Azulada no disco Amarelada no bojo	Amarelada
Estrelas mais velhas	10^{10} anos	10^{10} anos
Estrelas mais jovens	Recentes	10^9 - 10^{10} anos

Nota: principais características das galáxias no Universo Local, $z \approx 0$ (atual).

FONTE: Adaptado de Oliveira Filho e Saraiva (2000) e Vorontsov-Vel'yaminov (1987).

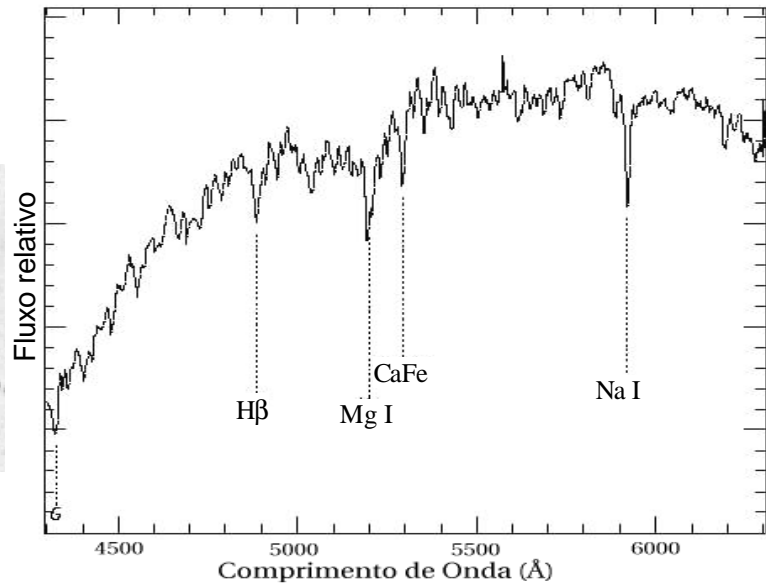
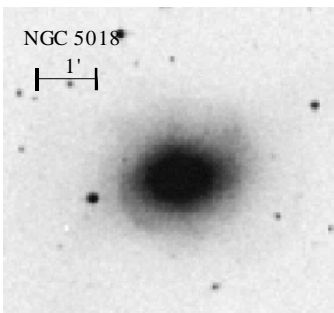
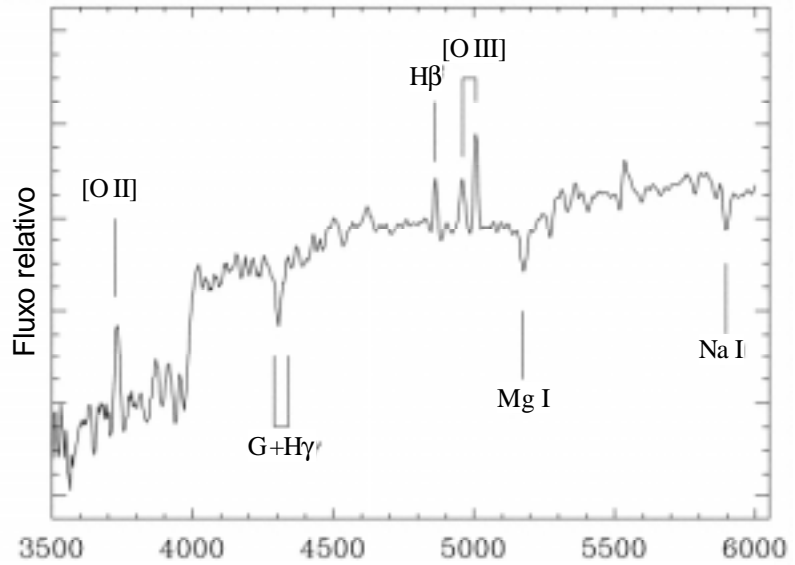
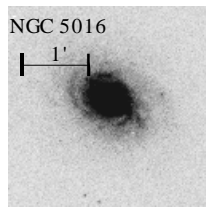


Fig. 1.1 - Exemplo de uma galáxia espiral *Sab* (NGC 5016) e uma galáxia elíptica *E3* (NGC 5018) da nossa amostra. Ambas com seus espectros ópticos nucleares à direita. O espectro de NGC 5016 está calibrado pela sensibilidade espectral do CCD e o de NGC 5018 não está.

FONTE: NED - *Nasa/Ipac Extragalactic Database* (2002), Misselt et al. (1999) e este trabalho.

1.3 POR QUE ANALISAR GALÁXIAS ELÍPTICAS PRÓXIMAS?

Como as galáxias elípticas são formadas e evoluem? Como elas são suportadas gravitacionalmente e qual a forma triaxial (Seção 3.2.2) dessas galáxias: são esferóides prolatas (alongadas, como charuto), suportados por anisotropia na distribuição de velocidades, ou oblatos (panquecas), suportados por rotação, conforme Davies et al. (1983) e Franx et al. (1991)? O estudo da evolução das galáxias *E's* depende do estudo da dinâmica desses sistemas elipsoidais, e das distribuições internas de idade e metalicidade estelares. Para tanto, devemos conhecer os seus gradientes radiais de indicadores de idade e metalicidade. Por exemplo, através da espectroscopia de fenda longa podemos extrair espectros de regiões distintas de uma galáxia e utilizando-se esses espectros podemos medir os perfis radiais da velocidade na linha-de-visada e da dispersão das velocidades estelares, bem como quantificar os gradientes radiais de vários índices espectrais definidos pelo Sistema Lick (veja a seção 4.1 para mais detalhes sobre o Sistema Lick). Desta forma podemos caracterizar as populações estelares de uma galáxia em termos de idade, metalicidade e razões de abundância de alguns elementos (ex. Fe, Mg e Na) fazendo-se comparações com resultados de modelos de populações estelares simples (PES ou SSP's, em inglês). Como produtos secundários também podemos obter suas massas dinâmicas, buscar por halos escuros, contribuir para a análise do plano fundamental das *E's*, estudar o movimento das galáxias em grande-escala e, juntamente com uma amostra maior, seus movimentos peculiares, entre outros.

Temos vários motivos para escolher galáxias *E's* próximas, entre eles: resolução angular adequada, factibilidade de observação com o instrumental do Observatório Pico das Neves (OPD) do Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA) restringindo-as essencialmente em função de sua dimensão angular e seu brilho efetivo médio e por serem sistemas menos complexos do que as galáxias espirais e lenticulares.

Como as galáxias *E's* encontram-se em sua maioria em aglomerados a diferentes distâncias podemos contribuir ao estudo da evolução cosmológica desses esferóides. Isto é, embora nossas observações sejam de galáxias relativamente próximas, comparadas com

a maior parte das galáxias E 's, e sejam de ambientes de baixa densidade, o estudo de sua evolução químico-dinâmica, idades e populações estelares pode contribuir estatisticamente, a partir de uma amostra mais completa, para uma futura compreensão de como essas galáxias se formaram e evoluíram no Universo (cf. Kobayashi e Arimoto, 1999).

1.4 GRADIENTES RADIAIS DE INDICADORES DE IDADE E METALICIDADE ESTELARES

Os gradientes quantificam a variação espacial de medidas físicas de um dado sistema e podem ser aplicadas ao estudo das características das populações estelares em galáxias. Impondo a simetria azimutal, os gradientes de indicadores da cinemática (exceto a velocidade de rotação projetada), idade e metalicidade das estrelas são quantificados apenas na direção radial ao centro sobre as imagens projetadas das galáxias no céu, tal que:

$$\nabla = \left(\frac{d(X)}{d \log(r)} \right) , \quad (1.2)$$

onde X é a dispersão de velocidades ou o índice (que também pode ser logarítmico) e r = distância radial ou central em unidades angulares, lineares ou de raio efetivoⁱ.

Um dos objetivos deste trabalho é medir de forma homogênea os índices espectrais de Lick ao longo de direções preferenciais da galáxia a fim de obter os gradientes de metalicidade e idade estelares. Através do estudo desses gradientes pode-se inferir de que forma houve o enriquecimento químico, se através de supernovas tipo Ia (SN-Ia) ou tipo II (SN-II). Da análise químico-dinâmica é possível inferir quanto à formação das populações estelares no decorrer da evolução do sistema. Em conjunto com a análise do estado dinâmico atual do sistema, consegue-se investigar a possibilidade de cenários de fusão de duas ou mais galáxias bem como o colapso monolítico dissipativo, cujos resultados podem indicar distintos aumento da metalicidade em direção ao centro. Analisando as populações estelares através de comparação com modelos de PES já existentes,

ⁱ Raio efetivo é o raio de uma abertura circular hipotética que concentra metade da luminosidade de uma galáxia numa dada banda fotométrica.

pode-se inferir as idades e as abundâncias químicas das estrelas. Além disso, já existem modelos espectrofotométricos de população estelares simples, úteis para a análise dos índices espectrais de Lick nessas galáxias.

A abundância química em galáxias elípticas é medida por meio das cores ou espectro integrado, cujas informações, em ambos os casos, nos chegam através de complicada dependência da metalicidade e idade (Matteucci, 1996).

Os indicadores de metalicidade, tais como Mg_2 e $\langle Fe \rangle$, são os mais populares para se obter informações sobre metalicidade em galáxias elípticas. Estes índices, todavia, não dependem somente da abundância de metais, mas também da idade das estrelas. Geralmente não é fácil distinguir como esses dois efeitos agem sobre os índices-de-linha. Contudo, comparações com índices sintéticos, obtidos através da síntese de populações, sugerem que as galáxias *E*'s têm estrelas evoluídas e ricas em metais (Buzzoni e Mantegazza, 1992; Worthey et al. 1994; Weiss et al. 1995). Entretanto, para o núcleo das elípticas gigantes Faber et al. (1992), Worthey et al. (1992), Davies et al. (1983), Weiss et al. (1995) mostraram que a razão de abundância $[Mg/Fe]$ é maior do que a solar (+0,2 a +0,7 dex), e cresce com o aumento da luminosidade das galáxias. Já para as elípticas pequenas a razão de abundância $[Mg/Fe]$ pode chegar a ≈ 0 (Henry e Worthey, 1999). Este é um importante indício do tempo de formação e evolução das estrelas nas galáxias *E*'s, baseado no fato que um alto enriquecimento em Mg, que é um elemento α^i , é um sinal de evolução química dominada por estrelas massivas através de ventos de SN-II (maiores produtoras de Mg). Portanto, quase nenhuma SN-Ia (maiores produtoras de Fe) tem participado do processo de enriquecimento químico. Desta forma, o tempo de formação das estrelas nessas galáxias e talvez da própria galáxia é menor do que 10^8 anos, para uma razoável escolha da FMI, isto é, uma que reproduza as propriedades das elípticas (Weiss et al. 1995; Matteucci e Gibson, 1995).

i Elementos α são elementos produzidos por captura de partículas α , como por exemplo: O, Ne, Mg, S, Si, Ca e Ti.

Bons indicadores de idade, e provavelmente os mais usados, são os índices das linhas da Série de Balmer do Hidrogênio, cujas intensidades são dependentes da temperatura efetiva T_{ef} das estrelas no ponto de saída (ou *turn-off*, em inglês) da sequência principal (SP)ⁱⁱ. Eles também são afetados pelo efeito da metalicidade mas são menos degenerados do que o Mg_2 e $\langle Fe \rangle$. Uma das desvantagens desse índice é a contaminação por emissão do próprio $H\beta$. Por isso, deve-se evitar regiões de emissões por gás morno (temperatura >40 K) do MI (Matteucci, 1996). A Seção 4.2.2 trata com mais detalhes as absorções das linhas de Balmer do H.

O estudo dos gradientes internos de idade (τ) e metalicidade (Z) estelares são importantes, tanto para elípticas como para espirais, pois estão relacionados tanto à história de formação estelar como ao mecanismo de formação da galáxia: fusão ou colapso dissipativo rápido ou lento. Carollo et al. (1993), de agora em diante C93, constataram que para galáxias com massa menor que $10^{11} M_{\odot}$ o gradiente radial de Mg cresce em valor absoluto com o aumento da massa (99% dos casos), enquanto objetos muito mais massivos não apresentam essa correlação. Larson (1974) previu que o modelo clássico de colapso dissipativo funcionaria mais para galáxias menos massivas, dominado por ventos de *SN's*, enquanto que o processo de fusão deve ter dominado a formação de galáxias *E's* gigantes.

Enquanto alguns autores apontam que os gradientes de Fe e Mg são similares dentro das galáxias *E's*, em discrepância com o que acontece em diferentes galáxias, onde a relação entre a abundância de Fe vs. Massa (ou $\langle Fe \rangle$ vs. dispersão de velocidades) é mais suave do que a relação entre a abundância de Mg vs. Massa (ou Mg_2 vs. dispersão de velocidades) (Worthey et al. 1992; Faber et al. 1992); nos modelos evolutivos dominados por ventos de *SN's*, a relação $\langle Fe \rangle$ vs. dispersão de velocidades é mais inclinada do que a relação Mg_2 vs. dispersão de velocidades (Worthey et al., 1992; Faber et al. 1992 e Matteucci, 1994).

ii Essas estrelas são mais quentes e massivas, comparadas com as estrelas pós-SP, tendo em seus espectros intensas linhas de absorção do Hidrogênio.

1.5 TIPO DE ENRIQUECIMENTO QUÍMICO DO MEIO INTERESTELAR

A principal fonte de enriquecimento do meio interestelar (MI) advém das explosões de SN's. Vejamos os principais tipos:

SN-Ia são originadas da explosão de anãs brancas em sistemas binários do tipo cataclísmico. O modelo mais popular é a deflagração do C de uma anã branca (predominantemente de C-O), disparada pela acreção de material de uma companheira, que pode ser uma estrela da sequência principal (SP), gigante vermelha ou outra anã branca. Este processo produz uma enorme quantidade de energia, que em menos de 1 segundo lança no espaço $\approx 10^{51}$ (M/M_⊙) ergs, $\approx 99\%$ na forma de neutrinos. Essa energia é suficiente para sintetizar o Si e O em ^{56}Ni e ^{56}Co , que são transformados em ^{56}Fe . Suas progenitoras são estrelas evoluídas de massa relativamente pequena, População II (Bowers e Deeming, 1984), cuja ordem do tempo de evolução é 10^9 anos. Veja no Capítulo 5 alguns detalhes sobre populações estelares.

SN-II são originadas de um processo que ocorre no estágio final da curta vida de estrelas massivas ($M > 8 M_{\odot}$). Nesse estágio forma-se um núcleo de ferro devido a fusão continuada de Si e S nas camadas adjacentes. Acredita-se que quando esse núcleo atinge a massa de Chandrasekhar ($\approx 1,4 M_{\odot}$), a gravidade, que até esse momento era balanceada pela pressão do gás, torna-se maior do que a pressão do gás e colapsa, formando os elementos α . Suas progenitoras são estrelas massivas de População I, cuja ordem do tempo de evolução varia entre 10^6 - 10^8 anos. Como nas galáxias elípticas a formação estelar praticamente cessou, atualmente, são observadas apenas em galáxias espirais, principalmente nos seus braços (Bowers e Deeming, 1984).

1.6 REGIÕES NUCLEAR E CENTRAL DE GALÁXIAS ELÍPTICAS

Desde a época do astrônomo Edwin Hubble (1889-1953) até os dias atuais, muitos autores usam o termo núcleo galáctico sem explicitar exatamente a que região de uma galáxia querem se referir ou apenas se referindo a uma região em torno do centro. Contudo,

esta região pode ter diferentes estruturas, muitas vezes complexas. A região nuclear pode conter núcleo duplo, núcleo desacoplado cinematicamente (NDC), entre outras peculiaridades dinâmicas ou não. A Seção 3.5.1 trata mais detalhadamente os NDC.

O núcleo de uma galáxia elíptica, chamado também de região nuclear, têm densidade muito grande de estrelas, semelhante ao bojo das espirais, porém muito menor. Não se tem uma definição exata sobre até que parte podemos chamar de núcleo galáctico. Usaremos o termo núcleo galáctico, ou região nuclear, para a região dentro de $0,25r_e$. Valor este bem próximo da definição de região nuclear definida para a correção do efeito de abertura (Seção 3.4) levando-se em conta o r_e médio de nossa amostra de galáxias: $0,595h^{-1} \text{ kpc}/\langle r_e \rangle = 0,24$ ($h=0,65$).

A região central geralmente é a principal estrutura da galáxia, engloba a região nuclear, é brilhante e normalmente possui um evidente gradiente de metalicidade estelar. Chamaremos de região central, a região interior a $1 r_e$.

CAPÍTULO 2

GALÁXIAS ANALISADAS E REDUÇÕES DOS DADOS

Uma noite em que todos os presentes estão absolutamente de acordo é uma noite perdida.
Albert Einstein

A escolha das galáxias foi feita considerando-se basicamente sua forma elíptica (por ser a mais simples e já existir modelos para sua análise), o instrumental (telescópio + espectrógrafo) e o seu brilho. As observações foram realizadas no LNA durante três noites de Abril de 2000, onde, com o espectrógrafo Cassegrain, obtivemos espectros de fenda longa das galáxias, assim como das estrelas de referência (tipo espectral F e K) e padrão de fluxo. Fizemos a redução dos dados usando o IRAF *-Image Reduction and Analysis Facility*, v. 2.11.3, e extraímos os espectros de abertura até $1r_e$, quando possível.

2.1 ESCOLHA DAS GALÁXIAS

A escolha dos objetos foi feita levando-se em consideração os seguintes itens: (i) galáxias *E's* luminosas normais pertencentes a ambientes de baixa densidade de objetos, (ii) próximas para permitir a detecção espectral das diversas absorções importantes desde a linha H δ até o duplete Na D, (iii) centralmente brilhantes $\langle\mu_e\rangle \leq 12,5$ mag/min. de arco², onde $\langle\mu_e\rangle$ é o brilho superficial efetivo médio e, (iv) com dimensões angulares factíveis à observação de espectroscopia de fenda longa no telescópio 1,60m do OPD/LNA, i.e. $r_e > 15$ seg. de arco (") e $2r_{25} \leq 240$ ". Para isso usamos o catálogo RC3 (*Thirth Reference Catalogue of Bright Galaxies*), de de Vaucouleurs et al. (1991) que pode ser obtido eletronicamente. Todas galáxias são do estágio evolutivo (ou tipo morfológico) -5 de de vaucouleurs. Alguns parâmetros globais e estruturais das galáxias selecionadas estão na Tabela 2.1. Veja a seção seguinte para obter detalhes da

espectroscopia de fenda longa.

TABELA 2.1 - PARÂMETROS DAS GALÁXIAS OBSERVADAS NAS NOITES DOS DIAS 07, 08 E 09 DE ABRIL/2000

Nome	α h:m:s (J2000)	δ °:':" (J2000)	M_B (mag)	T	R_{25} (")	R_e (")	ϵ	AP	$\langle \mu_e \rangle$ (mag/arc ²)	R_{Faber} (km/s)	CZ_{RC3} (km/s)
NGC 3904	11:49:13	-29:16:35	-20,30	E2	81	24,4	0,28	8	11,87	1583	1714
NGC 5018	13:13:01	-19:31:12	-21,92	E3	99	22,8	0,26	112	11,58	2982	2794
NGC 5576	14:21:04	03:16:14	-20,25	E3	106	18,1	0,37	95	11,24	1651	1509
NGC 5796	14:59:24	-16:37:27	-21,09	E0	74	18,9	0,28	---	12,19	2819	2962
NGC 5898	15:18:13	-24:05:49	-20,97	E0	66	22,2	0,09	---	12,33	2460	2209

Notas: M_B é a magnitude absoluta levando em consideração a distância dada por Faber et al. (1989) e $H_0=65 \text{ km.Mpc}^{-1}.\text{s}^{-1}$; T é a nomenclatura da primeira classificação de Hubble-Sandage, $E_n=E10\epsilon$, sendo ϵ a elipticidade; r_{25} é o raio em seg. de arco de uma abertura circular até onde o brilho superficial chega a 25 mag/min. de arco²; r_e é o raio efetivo em seg. de arco; AP é o ângulo de posição do eixo fotométrico maior da galáxia em relação à direção N-S (Figura 2.1); $\langle \mu_e \rangle$ é o brilho superficial efetivo médio; R_{Faber} = distância em km/s segundo Faber et al. (1989), i.e., R =distância estimada em km/s: $R=\text{CZ}_{\text{CMB}} - V_{\text{pec}}$, onde CZ_{CMB} =velocidade relativa a um referencial de repouso cósmico, no caso o CMB, V_{pec} =velocidade peculiar.

FONTE: Catálogo RC3 e Faber et al. (1989).

Ambiente das galáxias observadas: as galáxias podem estar sozinhas, como as galáxias de campo, ou se associar de diversas maneiras em sistemas duplos, múltiplos ou em aglomerados. O ambiente em que as galáxias se encontram é um dos fatores que influencia sua evolução. A distribuição dos tipos morfológicos das galáxias em aglomerados é diferente da distribuição daquelas em campo ou grupos, tal que as *E*'s são encontradas preferencialmente em ambientes de maior densidade do que as *S*'s. A este fato deu-se o nome de segregação morfológica.

Tabela 2.2 mostra-nos em que ambientes se encontram as galáxias de nossa amostra de

acordo com o método adotado no catálogo consultado. Usamos o Catálogo de Galáxias Ópticas Próximas (NOGS -*Nearby Optical Galaxy Sample*) de Giuricin et al. (2000), G2000, e o Catálogo de Gourgoulhon et al. (1992), GCF92, que usa um método similar ao algoritmo hierárquico de Tully (1987), abrangendo até 80 Mpc (com $H_0=75 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{Mpc}^{-1}$). Nestes catálogos todas as galáxias de nossa amostra pertencem a grupos de pelo menos 3 galáxias, com exceção de NGC 5796. Pelo método de percolação (catálogo de G2000), essa é uma galáxia binária, ligada gravitacionalmente a NGC 5899.

TABELA 2.2 - CLASSIFICAÇÃO DAS GALÁXIAS QUANTO À IDENTIFICAÇÃO EM GRUPOS

NGC	Nº	Nome do grupo	N	cz_g (km/s)	MTD	Ref
3904	568	NGC3923	5	1363	H	G2000
	581	0	11	1528	P	G2000
5018	689	NGC5018	3	2563	H	G2000
	699	NGC5018	4	2588	P	G2000
		NGC5018	5		H	GCF92
5576	779	NGC5566	5	1381	H	G2000
	781	NGC5566	6	1394	P	G2000
5796	825	NGC5796	3	2849	H	G2000
	831	NGC5796	2	2846	P	G2000
		NGC5796	4		H	GCF92
5898	847	NGC5903	5	2343	P	G2000
		NGC5898	3		H	GCF92

Notas: NGC=numeração no New General Catalogue; Nº=número do grupo no Catálogo de Galáxias Ópticas Próximas -NOGS -*Nearby Optical Galaxy Sample* (Giuricin et al. 2000); Nome do grupo=nome da galáxia mais brilhante do grupo; N=nº de galáxias no grupo; cz_g =velocidade radial heliocêntrica média do grupo; MTD=método usado na identificação do grupo: H=hierárquico, P=percolação; Ref=Referências. O catálogo de GCF92 não apresenta a cz_g nem número de grupo.

Em GCF92 não foi possível identificar todas as galáxias membros dos grupos, apenas as galáxias mais brilhantes que dão nome a eles são apresentadas. Por esse motivo, as galá-

xias NGC 5576 e NGC 3904 não foram identificadas no catálogo de GCF92. Isso não significa que elas não pertençam a grupos nesse catálogo, mas que provavelmente não são as mais brilhantes de algum grupo.

Estrelas de referência: as estrelas foram selecionadas da amostra estelar do Sistema Lick, Worthey et al. (1994), de agora em diante W94, Worthey e Ottaviani (1997), de agora em diante WO97, Lick/IDS System. Deste Sistema, adotamos as estrelas dos tipos espectrais F e de G8 a K5. Os tipos G e K foram usados na correlação espectral cruzada das galáxias *E's* observadas. Observamos também estrelas padrão espectrofotométrico para calibração de fluxo, caso haja necessidade em trabalhos futuros. Desta forma selecionamos os objetos apresentados na Tabela 2.3. O tempo de observação foi estimado conforme sua magnitude aparente, variando de 2 a 8 segundos.

TABELA 2.3 - ESTRELAS DA AMOSTRA DE LICK OBSERVADAS

Noite	HR	α h:m:s (J1950)	δ °:':" (J1950)	V (mag)	g (m/s ²)	T _{ef} (K)	SP e CL	cz (km/s)	t (s)
07	4932	12:59:41,21	+11:13:38,90	2,83	66	4994	G8IIIab	-14,0	2
	5366	14:16:57,69	-02:02:06,82	5,14	71	4775	G9III	-27,1	5
	5582	14:56:11,06	-10:56:39,18	5,87	69	4374	K3III	-11,5	5
08	5370	14:17:23,14	+16:32:06,18	4,86	69	4381	K3III14	-7,8	4
09	4932	12:59:41,21	+11:13:38,90	2,83	66	4994	G8 IIIab	-14	2
	5196	13:47:08,00	-17:53:09,00	4,9	71	4760	K0,5 IIIb	-39,7	5
	5690	15:15:52,00	-00:16:47,00	5,9	71	4040	K5 III	-13,1	8
	5694	15:16:45,00	01:57:11,00	5,1	?	6030	F8 III-IV	56,5	6
	5854	15:41:48,00	06:34:53,00	2,7	66	4528	K2 III	2,9	2
	6710	17:57:50,00	-3:41:19,00	4,6	49	6750	F2 IV	-42,9	5

Notas: HR: número no catálogo HR; V: magnitude aparente na banda V; g=gravidade superficial; T_{ef}=temperatura efetiva; SP e CL: tipo espectral e classe de luminosidade; cz=velocidade radial heliocêntrica; t: tempo de exposição em segundos.

2.2 OBSERVAÇÕES ESPECTROSCÓPICAS DE FENDA LONGA

Enquanto a espectroscopia de fenda de objetos pontuais em brilho, como estrelas, forne-

ce perfis espectroscópicos alargados apenas pelo efeito do *seeing* (qualidade do céu) atmosférico, a espectroscopia de fenda de objetos extensos em brilho fornece perfis espectroscópicos alargados de acordo com a distribuição angular de brilho do objeto imposta pela sua dimensão intrínseca e distância, ou seja, com perfis de brilho bem maiores. Se a extensão da fenda for apreciável, i.e. maior que a dimensão angular do objeto difuso, dizemos que estamos trabalhando com espectroscopia de fenda longa. Esta técnica proporciona a extração de muitos espectros de abertura ao longo da direção observada do objeto com uma adequada subtração do fundo de “céu”. Na Figura 2.1 é esquematizado simplifadamente o registro do espectro de fenda longa de uma galáxia no CCD (*Charged Coupled Device*). O feixe de luz vindo do telescópio passa pela fenda, é colimado em direção à rede de difração, onde é dispersado, sendo projetado e focalizado com uma câmara CCD. As linhas de emissão mais pronunciadas, registradas em todos os pixels de uma dada linha do CCD, são formadas pela atmosfera terrestre, cf. notamos nas Figuras 2.3 e 2.4. O eixo *Fenda* (x) (Figura 2.3) é aquele ao longo do qual extraímos cada espectro de abertura. Veja Seção 2.3.

Para cada galáxia e uma determinada orientação de fenda, foram feitas 3 exposições com um tempo de 1800 segundos cada. As galáxias com ângulo de posição (AP) do eixo fotométrico maior conhecido foram observadas nas direções dos eixos fotométricos maior (MA) e menor (ME), enquanto as sem AP determinado, tiveram suas observações de espectroscopia de fenda longa nas direções norte-sul (N-S) e leste-oeste (L-O), perfazemos assim um tempo total de integração de 5400 segundos para cada galáxia/orientação de fenda.

As observações foram realizadas no OPD/LNA durante as noites de 07-08, 08-09 e 09-10 de Abril de 2000. Usou-se o telescópio de 1,60m Perkin-Elmer em conjunto com o espectrográfo Cassegrain Boller e Chivens, tendo escolhido a rede de difração de 600 riscos/mm e como detetor o CCD #106 (1024x1024 pixels). Foi utilizada uma área útil de 340 colunas x 1024 linhas da matriz do CCD ([310:650,*] na notação usual do IRAF), ou seja, esta é a área apresentada na Figura 2.1. A largura da fenda foi ajustada em 2,0” cobrindo uma extensão de 5,0 min. de arco ('). A resolução angular foi de 1,0

"/pixel e a dispersão espectral de cerca de 2,0 Å/pixel. O Apêndice A fornece a configuração do espectrógrafo. Foram adotadas duas regiões espectrais: $\lambda\lambda 3840\text{-}5960$ Å (noite 09), priorizando a parte azul do espectro visível (denominada aqui de região azul) e $\lambda\lambda 4300\text{-}6400$ Å (noites 07 e 08), priorizando a parte vermelha do espectro visível (denominada aqui de região vermelha).

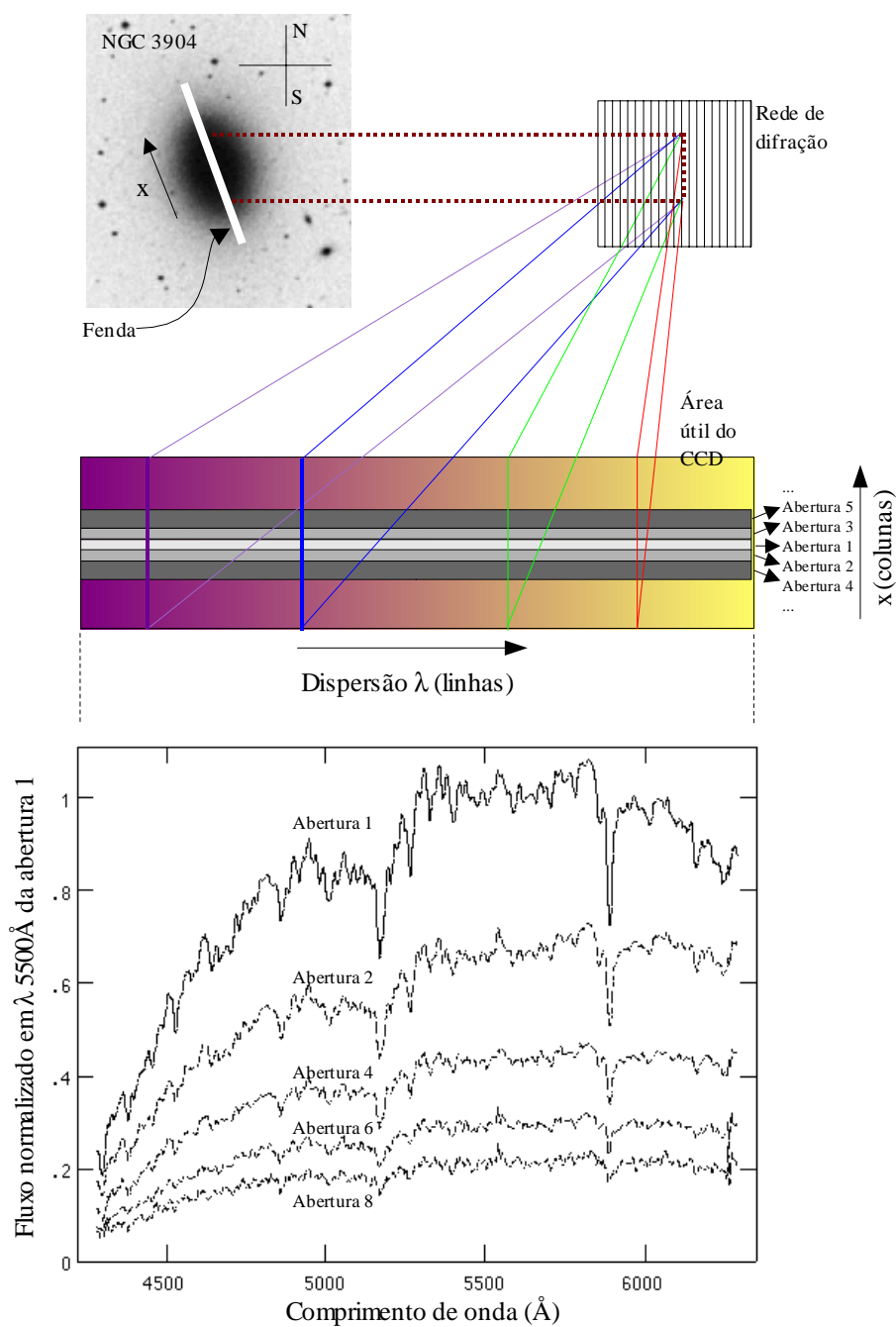


Fig. 2.1 - Ilustração esquemática resumida da espectroscopia de fenda longa. O feixe de luz da galáxia vindo do telescópio, passa pela fenda no plano focal cassegrain, é colimado em direção à rede de difração, onde é dispersado, sendo em seguida projetado no CCD. A partir da imagem obtida do CCD extraímos os espectros das aberturas que são vistos na parte inferior da figura. O fluxo foi normalizado em 5500 Å em relação ao espectro da abertura 1.

A razão S/R (sinal/ruído) por unidade de comprimento de onda dos espectros de abertura das galáxias variou de 18 \AA^{-1} para as aberturas mais externas, até 105 \AA^{-1} para as centrais. A razão S/R é uma quantidade adimensional conforme sua definição usual, porém pelo método de cálculo usado por Cardiel et al. (1998), que estima o erro de Poisson por unidade de pixel levando-se em conta a dispersão espectral, a razão S/R é representada por unidade de comprimento de onda (\AA^{-1}). A Equação 2.1 representa o cálculo da razão S/R para a região vermelha. Essa quantificação da razão S/R é empregada comumente em estudos espectroscópicos de galáxias.

$$S/R (\text{\AA}^{-1}) = \frac{\lambda \lambda_{5800-5850} \sum \frac{F(\lambda_i)}{rms(\lambda_i)}}{N \sqrt{D(\text{\AA})}} , \quad (2.1)$$

onde $F(\lambda)$ é o fluxo do objeto observado em unidade de contagens, $rms(\lambda)$ é o desvio padrão do fluxo médio e N é o número total de pixels, tudo quantificado no intervalo λ - λ 5800-5850 \AA (região vermelha).

O perfil do fluxo espectral estelar é caracterizado por uma função de espalhamento pontual gaussiana (PSF, *Point Spread Function*, em inglês), que por sua vez pode ser uma função representativa do *seeing* espectroscópico. Fixando-se no comprimento de onda central: a largura total a meia altura (LTMA ou FWHM, sua sigla correspondente na língua inglesa) do *seeing* espectroscópico foi estimada empregando-se ajustes gaussianos aos perfis estelares. A $LTMA_{seeing}$ (LTMA do *seeing*) variou de $2,2''$ (1ª noite) a $2,6''$ (2ª e 3ª noite).

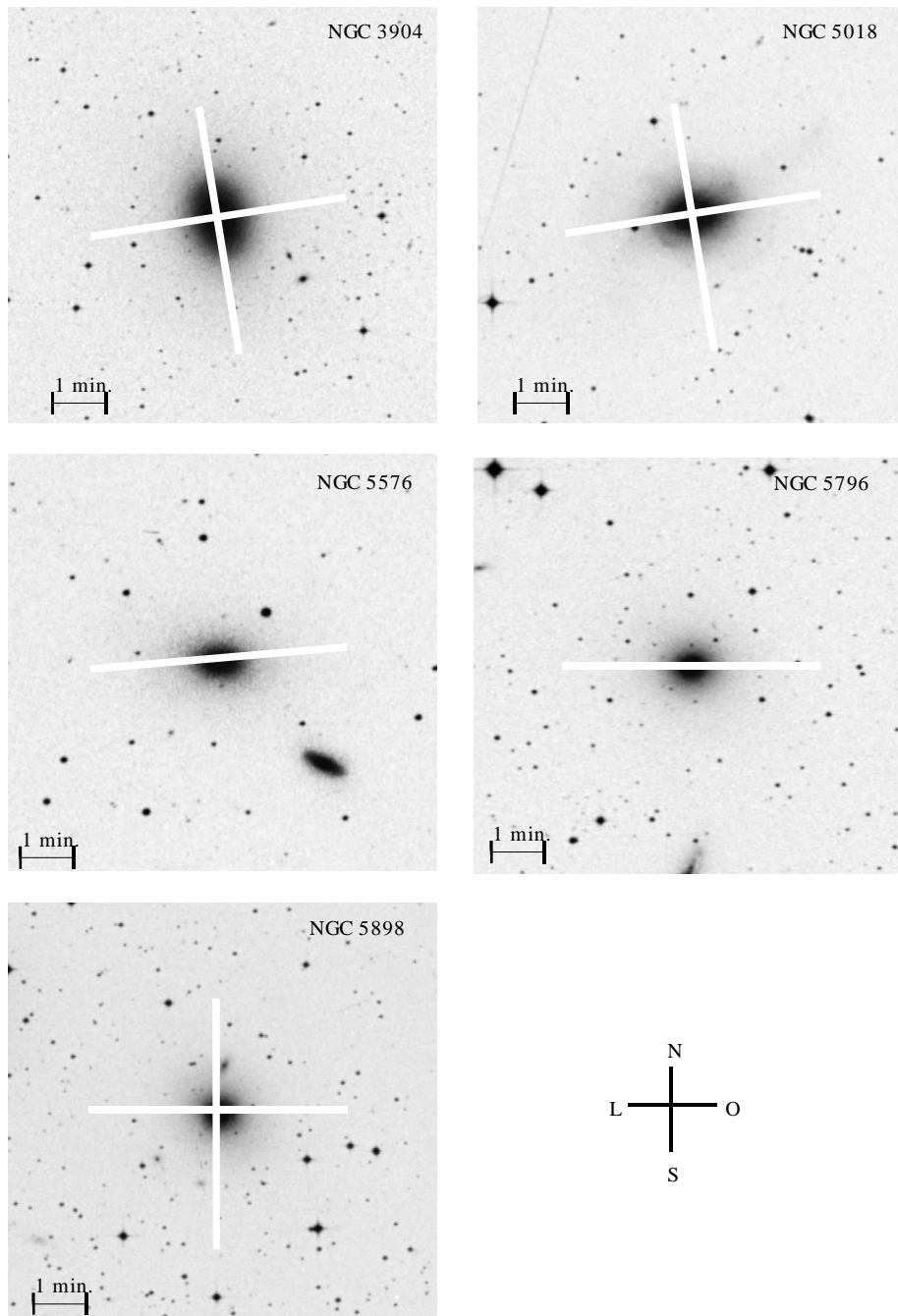


Fig. 2.2 - Projeções da fenda para as galáxias da amostra segundo à direção dos eixos fotométricos, quando possível, ou nas direções N-S e L-O. A Tabela 2.1 fornece o AP da fenda. 1 min.=1,0 minuto de arco.

FONTE: adaptação de imagens obtidas no NED - *Nasa/Ipac Extragalactic Database* (2002).

Dentre todas as exposições espectroscópicas das 5 galáxias observadas, apenas as exposições sobre o eixo menor de NGC 5576 não puderam ser usadas. Os seus espectros de abertura extraídos ao longo da direção desse eixo não apresentaram adequadas correlações cruzadas com os espectros estelares (ver detalhes sobre a correlação cruzada na Seção 3.1). Isso pode ter ocorrido devido à forma de leitura dos dados do CCD que foi leitura rápida, e não lenta, que seria o desejável, ou até à falta de um acompanhamento preciso do telescópio.

Os parâmetros das galáxias observadas estão nas Tabelas 2.1 e 2.4. A Tabela 2.4 fornece os detalhes sobre as regiões centrais observadas. A seguinte relação de triangularização foi utilizada no cálculo das dimensões lineares observadas.

$$L(\text{kpc}) = 4,848 \times 10^{-3} \cdot R \frac{\theta}{H_0}, \quad (2.2)$$

onde L = dimensão linear em unidades de kpc, θ = dimensão angular em unidades de seg. de arco, e R é a distância da galáxia em unidades de km/s: $R = cz_{\text{CMB}} - V_{\text{peculiar}}$ (Faber et al. 1989), cf. Tabela 2.1. Usou-se a constante de Hubble $H_0 = 65 \text{ km.Mpc}^{-1}.\text{s}^{-1}$.

TABELA 2.4 - PARÂMETROS OBSERVACIONAIS DAS GALÁXIAS

NGC	DIR	Data	R_{25} (kpc)	R_e (kpc)	Região (kpc)	Escala (kpc/pix)	t (s)	Região Espectral $\lambda-\lambda$ (Å)	S/R (Å ⁻¹)	LTMA Seeing (")
3904	MA	07/04	11,18	3,38	2,18 x 0,28	0,14	3x1800	4300-6400	27-74	2,2
	ME	07/04			2,18 x 0,28	0,14	3x1800	4300-6400	18-79	2,2
5018	MA	09/04	20,25	4,64	4,26 x 0,41	0,20	3x1800	3840-5960	31-95	2,2
	ME	09/04			2,57 x 0,41	0,20	3x1800	3840-5960	28-91	2,2
5576	MA	08/04	12,86	2,18	2,52 x 0,24	0,12	3x1800	4300-6400	31-105	2,2
5796	L-O	07/04	18,93	4,87	3,82 x 0,51	0,26	3x1800	4300-6400	13-67	2,6
5898	N-S	07/04	11,36	3,85	1,59 x 0,35	0,17	3x1800	4300-6400	18-64	2,6
	L-O	09/04			3,62 x 0,35	0,17	3x1800	3840-5960	20-58	2,2

Notas: DIR: direção da fenda; MA e ME=direções dos eixos fotométricos maior (MA) e menor (ME), respectivamente; Data: data da observação, ano de 2000; R_{25} : raio onde o brilho superficial é igual a 25 mag/min de arco²; R_e : raio efetivo; Região: região de extração do espectro, i.e. largura da fenda x distância ao centro do perfil da última abertura extraída usando-se $H_0 = 65 \text{ km.Mpc}^{-1}.\text{s}^{-1}$; S/R: intervalo do sinal ruído medido; $LTMA_{\text{Seeing}} =$ largura total a meia altura do *seeing* espectroscópico estimado antes de cada observação.

2.3 EXTRAÇÃO DOS ESPECTROS DE ABERTURA

Para o tratamento das imagens, a extração dos espectros e outras etapas da redução dos dados usamos o pacote computacional IRAF, versão 2.11.3, instalado num servidor de rede *Sun Ultra 250*, 4 processadores *Risk 250 Mhz*, 1024 Mb RAM e sistema operacional *Solaris 7.0*. Também foram usadas diversas estações de trabalho em rede com um poder de processamento um pouco menor, porém suficiente.

Com a tarefa *findgain.noao.nproto*, que calcula o ruído de leitura (*Readout Noise*) e o ganho (*Gain*) do processo de leitura dos registros das exposições no CCD, obtivemos os valores de *Ganho* médio que foram úteis na combinação das imagens de correção de nível zero (*viés*, ou *bias*, em inglês) e de sensibilidade pixel-a-pixel (*campo plano*); veja detalhes logo adiante. Fizemos, para cada noite, várias combinações de pares de imagens de *campo plano* e *viés* ao usar a tarefa citada. O ruído de leitura e *Ganho* médios foram também usados no processo de extração espectral. Na primeira noite, usou-se o modo rápido de leitura das exposições médias no CCD enquanto nas demais empregou-se o modo lento, que proporcionou um ganho médio igual ao modo rápido e um ruído de leitura menor. Na noite 07 obtivemos ruído de leitura= $10,26 \pm 1,85 e^-$ e ganho= $5,08 \pm 0,85 e^-/\text{ADU}^i$; noite 08 ruído de leitura= $5,45 \pm 1,17 e^-$ e ganho= $5,04 \pm 0,75 e^-/\text{ADU}$ e na última noite ruído de leitura = $5,66 \pm 0,96 e^-$ e ganho= $5,11 \pm 0,78 e^-/\text{ADU}$.

O procedimento de tratamento das imagens digitais seguiu os princípios básicos:

a) *correção do nível zero de leitura (correção de viés)*: imagens de exposição de

i ADU=Analogic-to-Digital Unit, unidade analógica digital.

nível zero são obtidas com tempo de integração tão pequeno quanto o possível e com o obturador fechado. Estas imagens servem para verificar o nível zero de leitura. Foram feitas 20 imagens de 1,0 s de exposição cada. Através dessas obtivemos o *viés* médio usando a tarefa *zerocombine*;

b)*correção da sensibilidade pixel-a-pixel do CCD (correção de campo plano)*: o campo plano é uma imagem obtida a partir de uma iluminação idealmente uniforme do CCD, a qual pode ser obtida da exposição de uma superfície plana e branca uniformemente iluminada situada dentro da cúpula do telescópio ou da exposição do céu antes de escurecer. Na missão de observação, para cada noite, foram obtidas 20 imagens da tela branca uniformemente iluminada por lâmpadas com filamento de tungstênio com exposição de 60 s cada uma. Essas imagens são utilizadas para verificar a diferença de sensibilidade pixel-a-pixel do detector. Usando a tarefa *flatcombine* fizemos a imagem do campo plano médio e posteriormente, com a tarefa *Response*, a imagem do campo plano normalizado, que também fica corrigido da assinatura espectral das lâmpadas de Tungstênio.

c)*eliminação de contagens por raios cósmicos secundários*: raios cósmicos são partículas com altas energias cinéticas incidentes nas camadas superiores da atmosfera terrestre, como prótons, que ocasionam contagens muito grandes numa pequena região de alguns pixels a partir da incidência de partículas secundárias no CCD. São extraídos quase que automaticamente com a tarefa *cosmicrays*. A Figura 2.3 mostra um espectro bidimensional de uma galáxia com e um outro sem as contagens devidas aos raios cósmicos secundários. Somente aplicou-se essa correção aos espectros das galáxias em função dos seus longos tempos de exposição.

processamento das imagens digitais: com as imagens de campo plano médio normalizado e *viés* médio, o processamento de todas as outras imagens pode ser empregado. Isto é, as imagens brutas obtidas pelo CCD não estão prontas para serem analisadas direta-

mente. Portanto, antes de extrairmos os espectros, devemos fazer a correção de defeitos tais como: aquela de nível zero de leitura, aquela de sensibilidade relativa de pixel-a-pixel, a eliminação das contagens devidas aos raios cósmicos secundários e, se for possível e conveniente, a correção da iluminação ao longo da fenda, que pode ser feita habilitando este parâmetro da tarefa *ccdproc*, do IRAF. A correção da sensibilidade espectral do CCD só é obtida através da calibração em fluxo. Utilizamos a tarefa *ccdproc* (*noao.inred.ccdred*), que é eficiente e aplica simultaneamente as correções de viés e campo plano.

O processo de extração dos espectros de abertura é feito a partir de uma imagem como a da Figura 2.4-a (corte transversal da Figura 2.3-b) na qual definimos as aberturas para a extração de vários espectros de uma galáxia. No processo de extração dos espectros, devemos subtrair as linhas telúricas (atmosféricas da Terra e oriundas da iluminação urbana). O fundo de céu, na imagem do espectro óptico, é definido como a região além de uma unidade de R_{25} da galáxia por questões práticas. Por exemplo, NGC 3904, cujo centro do perfil se refere aproximadamente à coluna 144, tem $R_{25}=81''$ (=81 pixels), sendo assim, na Figura 2.4-a escolhemos uma região aquém da coluna 63 e outra além da coluna 225. Deste modo é traçado o espectro do “céu”, e este é subtraído do espectro da galáxia + “céu”.

Foram extraídos espectros até cerca de $1 r_e$ (quando possível) usando a tarefa *apall*. Extraímos espectros com $S/R \geq 13 \text{ \AA}^{-1}$ para NGC 5796 e para NGC 3904 $S/R \geq 18 \text{ \AA}^{-1}$. Para as outras galáxias a razão S/R espectral foi sempre maior que 20 \AA^{-1} .

Para cada exposição integrada de cada galáxia fizemos a extração dos espectros de abertura ao longo do perfil do fluxo espectroscópico.

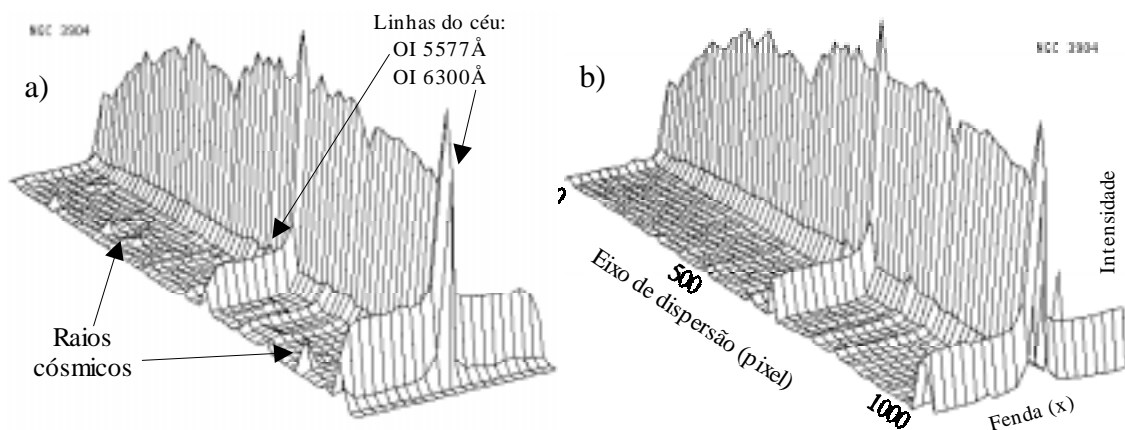


Fig. 2.3 - Visualização tridimensional do espectro de fenda longa de NGC 3904 ao longo do eixo maior. Nas linhas do CCD com maior intensidade, que ocupam toda extensão da fenda, ocorrem linhas telúricas em emissão. Estão identificadas apenas as mais proeminentes. A escala do eixo de dispersão não está transformada para unidades de comprimento de onda. a): com contagens devido aos raios cósmicos secundários e b) sem contagens por raios cósmicos secundários.

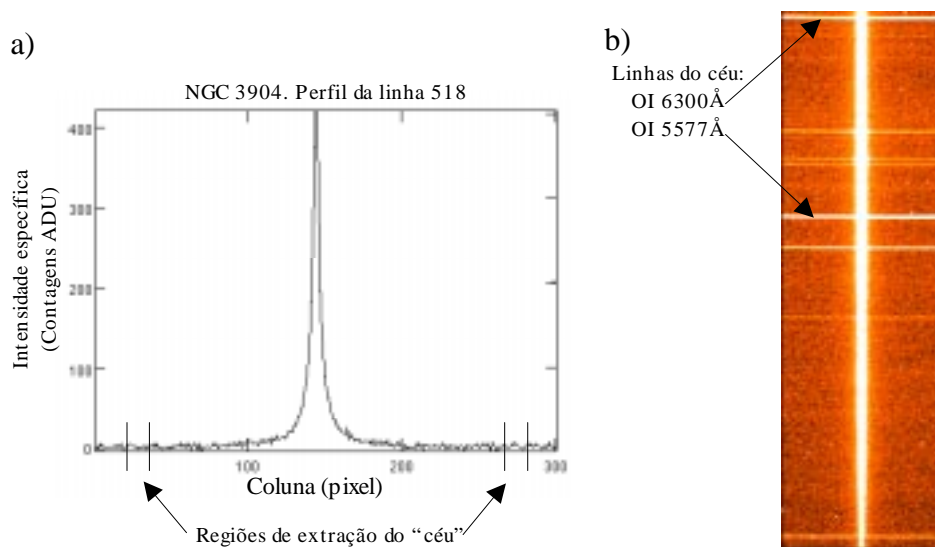


Fig. 2.4 - Perfil espectroscópico e imagem bidimensional do espectro da galáxia NGC 3904. (a) perfil de fluxo espectroscópico seccionado na linha 518 do CCD e (b) imagem bidimensional destacando duas das várias linhas telúricas. Note que o eixo *Coluna* é o mesmo do eixo *Fenda* na Figura 2.3.

Na extração do espectro central de uma galáxia da amostra, usamos como largura de abertura a $LTMA_{\text{seeing}}$ (LTMA dos perfis estelares) quantificada a diferentes comprimentos de onda. Os espectros das aberturas 2 e 3, simétricas ao centro do perfil, foram extraídos com as mesmas larguras da abertura central (abertura 1). As demais aberturas, simétricas também, foram aumentadas em aproximadamente 20% (aberturas 4 e 5), 40% (aberturas 6 e 7), 60% (aberturas 8 e 9), 80% (10 e 11) e 100% (12 e 13) em relação àquelas imediatamente anteriores, excetuando-se as aberturas 4 e 5 de NGC 3904, cujo aumento foi de aproximadamente 48% em relação às aberturas 1, 2 e 3, passando de 2,2 para 3,26 pixel, e não de 20%. A Figura 2.5 apresenta um exemplo de definição de aberturas para extrações de espectros para NGC 5576, enquanto que a Tabela 2.5 fornece a largura e as distâncias radiais para cada abertura. Nesta tabela, r_e^{cor} é o r_e corrigido da elipsidade segundo à direção da fenda, i.e. para o eixo MA, $r_e^{\text{cor}} = r_e(1-\mathcal{E})^{-1/2}$ e para o eixo ME, $r_e^{\text{cor}} = r_e(1-\mathcal{E})^{+1/2}$. Para as galáxias em que a direção do MA não é conhecida, o r_e não sofre nenhuma correção. Neste trabalho, considera-se r_e o raio efetivo corrigido da elipsidade quando a galáxia tiver o MA fotométrico conhecido. Por uma questão de conveniência, as aberturas pares ficaram à esquerda e as ímpares à direita do centro do perfil.

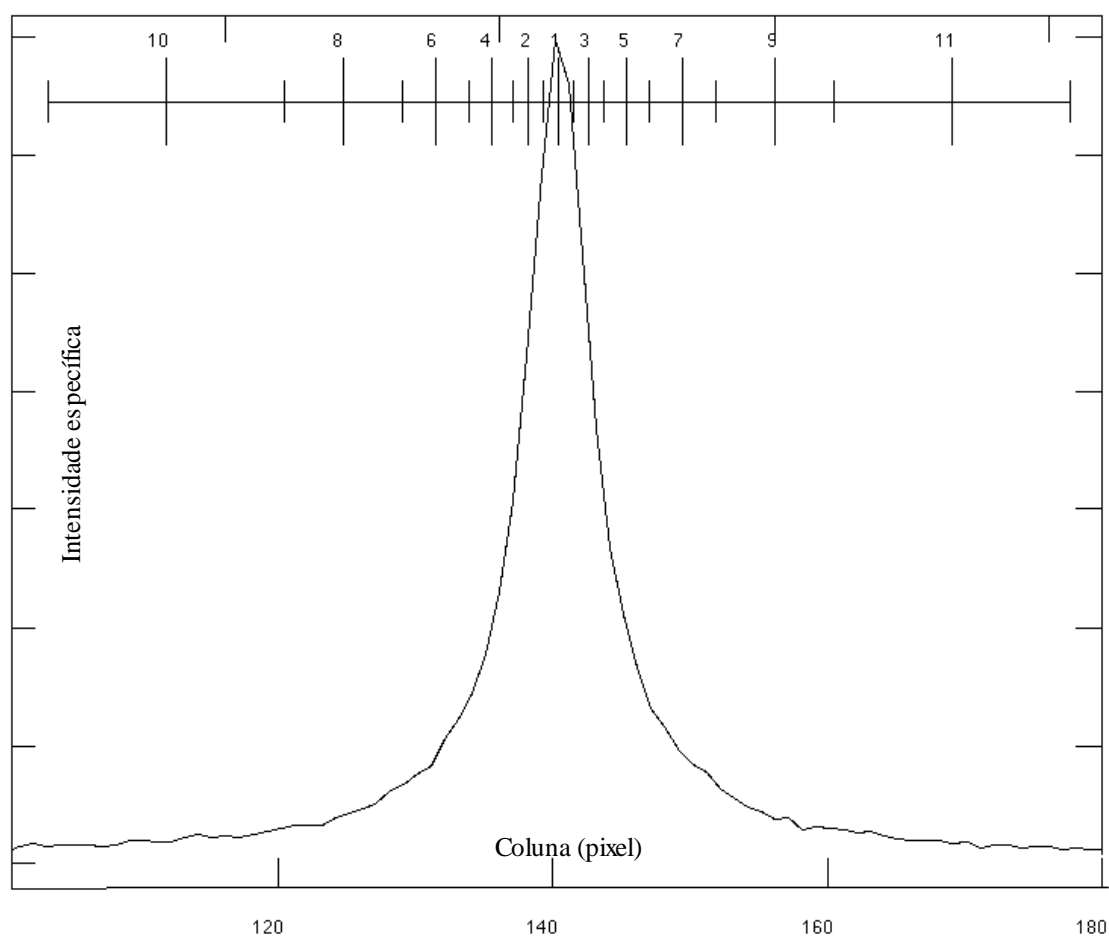


Fig. 2.5 - Exemplo de definição de aberturas para o perfil de NGC 5576. Os números na parte superior indicam o centro da abertura. As aberturas central está centrada em »146 pixel.

TABELA 2.5 - LARGURA E DISTÂNCIAS RADIAIS PARA CADA ABERTURA DAS GALÁXIAS

Galáxia DIR	Ab	Largura (")	Raio (")	r/r_e^{corr}	Galáxia DIR	Ab	Largura (")	Raio (")	r/r_e^{cor}
N3904	8	8,58	-15,75	-0,550	N5018	10	10.66	-20.89	-0,790
MA	6	4,9	-9,01	-0,315	MA	8	5.92	-12.6	-0,477
Região	4	3,26	-4,93	-0,172	Região	6	3.7	-7.79	-0,295
Vermelha	2	2,2	-2,2	-0,077	Azul	4	2.64	-4.62	-0,175
	1	2,2	0	0,000		2	2.2	-2.2	-0,083
	3	2,2	2,2	0,077		1	2.2	0	0,000
	5	3,26	4,93	0,172		3	2.2	2.2	0,083
	7	4,9	9,01	0,315		5	2.64	4.62	0,175
	9	8,58	15,75	0,550		7	3.7	7.79	0,295
						9	5.92	12.6	0,477
N3904	8	8,58	-15,75	-0,759		11	10.66	20.89	0,790

Galáxia DIR	Ab	Largura (")	Raio (")	r/r_e^{corr}	Galáxia DIR	Ab	Largura (")	Raio (")	r/r_e^{cor}
ME	6	4,9	-9,01	-0,434	N5018	8	5.92	-12.61	-0,644
Região	4	3,26	-4,93	-0,238	ME	6	3.7	-7.8	-0,398
Vermelha	2	2,2	-2,2	-0,106	Região	4	2.64	-4.63	-0,236
	1	2,2	0	0,000	Azul	2	2.2	-2.21	-0,113
	3	2,2	2,2	0,106		1	2.2	0	0,000
	5	3,26	4,93	0,238		3	2.2	2.19	0,112
	7	4,9	9,04	0,436		5	2.64	4.61	0,235
	9	8,58	15,75	0,759		7	3.7	7.78	0,397
						9	5.92	12.59	0,643
N5576	10	10,66	-20,89	-0,919	N5898	6	4,36	-9,2	-0,414
MA	8	5,92	-12,6	-0,554	N-S	4	3,12	-5,46	-0,246
Região	6	3,7	-7,79	-0,343	Região	2	2,6	-2,6	-0,117
Vermelha	4	2,64	-4,28	-0,188	Vermelha	1	2,6	0	0,000
	2	2,2	-2,2	-0,097		3	2,6	2,6	0,117
	1	2,2	0	0,000		5	3,12	5,46	0,246
	3	2,2	2,2	0,097		7	4,36	9,2	0,414
	5	2,64	4,62	0,203	N5898	8	5.92	-12.6	-0,567
	7	3,7	7,79	0,343	L-O	6	3.7	-7.79	-0,350
	9	5,92	12,6	0,554	Região	4	2.64	-4.62	-0,208
	11	10,66	20,89	0,919	Azul	2	2.2	-2.2	-0,099
N5796	8	6,98	-14,86	-0,785		1	2.2	0	0,000
MA	6	4,36	-9,19	-0,486		3	2.2	2.2	0,099
Região	4	3,12	-5,45	-0,288		5	2.64	4.62	0,208
Vermelha	2	2,6	-2,59	-0,137		7	3.7	7.79	0,350
	1	2,6	0	0,000		9	5.92	12.6	0,567
	3	2,6	2,61	0,138					
	5	3,12	5,47	0,289					
	7	4,36	9,21	0,487					
	9	6,98	14,88	0,786					

Notas: DIR =direção da fenda; Ab =número da abertura. Largura é a largura da abertura; Raio é a distância do centro da abertura ao centro galáctico e r/r_e^{cor} é a distância radial normalizada segundo o r_e corrigido da elipsidade.

Testamos dois procedimentos de extração espectral: soma pura e soma ponderada do fluxo dentro de uma abertura. Na soma pura, as contagens (fluxo) de cada coluna (eixo de Fenda da Figura 2.3-b) são somadas diretamente: $I = \sum x_i$, onde I=contagem total e x_i é a contagem em cada coluna. Já na soma ponderada, a extração espectral é feita com um peso maior baseado em um modelo de Poisson que leva em conta o *ganho* e o

ruído de leitura do CCD para cada coluna: $x_p = \frac{\sum x_i p_i}{\sum p_i}$, onde p_i é o peso de cada coluna. Desta forma a intensidade será $I = x_p \cdot N$, privilegiando as colunas com melhor razão S/R.

Após feito cada tipo de extração, pura e ponderada, dividimos um espectro pelo outro e observamos que não há variação significativa entre o fluxo máximo e mínimo do espectro dividido. Veja a Figura 2.6, no caso de NGC 3904 MA. Para o espectro dividido da abertura central percebemos visualmente que a variação média entre os fluxos máximo e mínimo foi menor que 0,06%. Para outras aberturas essas variações médias foram: aberturas 2/3=0,1%, 4/5 =0,7%, 6/7=1%, 8/9=2%. Com isso, percebemos que não há muita diferença entre as formas de extração, ponderada ou pura, pois não se observa nenhuma discrepância entre as contagens. Isso acontece porque para um objeto extenso, como as galáxias, não há grande variação na razão S/R entre as colunas próximas. Sendo assim, optamos pela ponderada, por questão de conveniência.

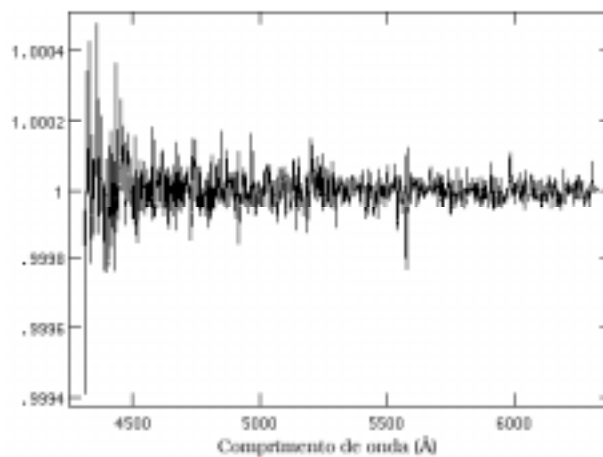


Fig. 2.6 - Divisão entre dois espectros da abertura 1 de NGC 3904 extraídos usando diferentes métodos: um usando a soma pura do fluxo, outro usando a soma ponderada. Nota-se que há pouca diferença entre os métodos.

Outra etapa da redução dos espectros é a calibração em comprimento de onda. Utilizando o espectro de uma lâmpada incandescente de He-Ar (obtida para cada objeto e que está em repouso relativo ao CCD) e uma tabela com os comprimentos de onda para cada linha em emissão de He ou Ar, podemos identificar as linhas mais intensas e, assim, automaticamente converter a escala da dispersão de pixels para unidades de comprimento de onda. Após a identificação das linhas de He-Ar, associamos cada espectro de He-Ar ao espectro do objeto ao qual se faz referência. Posteriormente aplicamos essa calibração em comprimento de onda aos espectros de abertura das galáxias.

Em seguida é feita a soma de todos os espectros de abertura obtidos de cada uma das três exposições de uma galáxia ao longo de uma certa direção, todos já calibrados em comprimento de onda. Posteriormente faz-se a “extração manual dos raios cósmicos” remanescentes nos espectros somados para cada uma das aberturas definidas, obtendo-se finalmente os espectros reduzidos e prontos para a efetuação da correlação cruzada com os espectros de gigantes K de referência.

CAPÍTULO 3

CINEMÁTICA ESTELAR DAS GALÁXIAS ELÍPTICAS

*No entanto não duvido que uma finalidade crescente corte por através dos tempos
E que as reflexões dos homens sejam ampliadas com o movimento das estrelas.
Alfred Tennyson*

As galáxias podem apresentar velocidade de rotação na linha-de-visada que medimos através do deslocamento espectral, obtendo vários espectros na sua direção radial. Calculamos as velocidades radiais heliocêntricas (cz) e as dispersões de velocidades (σ_v) usando o pacote RVSAO (*Radial Velocity Smithsonian Astrophysical Observatory*), o qual utiliza o método da correlação cruzada (CC). Como a dispersão de velocidades estelares σ_v não é obtida diretamente pela CC, e sim a LTMA do pico da CC com o alargamento instrumental, devemos obter polinômios de transformação para eliminar este efeito, os quais são apresentados na Seção 3.3. Medimos a cz e a σ_v para cada espectro de abertura da galáxia e, assim, criamos suas curvas de rotação, perfis e gradientes radiais da dispersão de velocidades ($\nabla\sigma_v$), comparando-os com a literatura. De posse desses dados obtemos os resultados cinemáticos como a análise de núcleo desacoplado cinematicamente (NDC, Seção 3.5.1), desalinhamento cinemático (Seção 3.5.3), sistemas achatados por rotação (Seção 3.5.2) e no final deste capítulo analisaremos individualmente cada galáxia.

3.1 INTRODUÇÃO AO MÉTODO DA CORRELAÇÃO CRUZADA

Existem vários métodos para se calcular a velocidade radial e a σ_v nas galáxias. Todos métodos se baseiam no efeito Doppler e cada um usa um método matemático para determiná-lo.

A forma mais rudimentar para se medir a velocidade radial de um objeto astrofísico é medir diretamente o desvio espectral de uma dada linha de absorção ou emissão de comprimento de onda observado λ , relativo ao seu comprimento de onda de repouso em laboratório λ_0 . Então podemos medir o desvio Doppler da linha e obter a velocidade na linha de visada v_{los} ou simplesmente velocidade radial, tal que para $v \ll c$, tem-se:

$$v_{los} = cz \quad , \quad (3.1)$$

onde $z \equiv \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0}$, é o parâmetro de desvio espectral (ou desvio para o vermelho no caso de $z > 0$ - *redshift*, em inglês). De modo que se $\lambda > \lambda_0$, a galáxia tem $v_{los} > 0$, e está afastando-se do observador.

Os outros dois métodos são os baseados na suposição de que a distribuição de velocidades de um sistema estelar é uma gaussiana ou bem próximo a ela, são eles: (i) o do quociente de Fourier, conforme Sargent et al. (1977), e (ii) o da diferença das transformadas de Fourier, Franx et al. (1989).

Outro método bastante eficiente é o método da correlação cruzada (CC), aperfeiçoada por Tonry e Davis (1979). Este método é mais usado por ser mais eficiente para baixas dispersões de velocidades e, principalmente, por produzir confiáveis medidas de velocidade radial e σ_v de espectros com muito baixo S/R, para os quais outros métodos falhariam (Efsthathiou et al. 1980, e Davies et al. 1983).

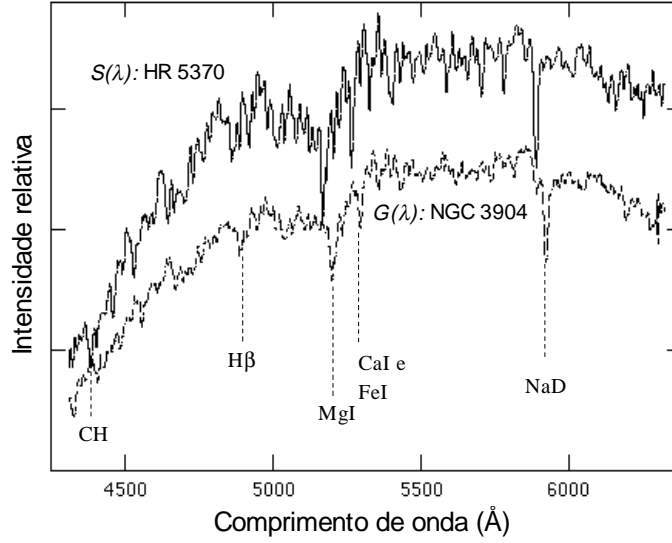


Fig. 3.1 - Espectro da estrela HR 5370 tipo $K3$, $S(\lambda)$, escolhido como espectro de referência, e do centro da galáxia $E2$ NGC 3904, $G(\lambda)$, assumindo a condição de um espectro de um sistema estelar composto. São indicadas as principais linhas de absorção como o tripleto de MgI em $\lambda 5175\text{\AA}$.

Assumimos, como hipótese de trabalho da CC, que todas estrelas da galáxia têm espectros idênticos $S(u)$. Então o fluxo recebido de uma estrela com velocidade na linha-de-
visada v_{los} é $S(u-v_{los})$. Para todas as estrelas obtemos:

$$G(u) \propto \int F(v_{los}) S(u-v_{los}) dv_{los} , \quad (3.2)$$

onde: $u \equiv c \cdot \ln \lambda$ é a velocidade espectral, tal que:

$$du = c \frac{d\lambda}{\lambda} = cz , \quad (3.3)$$

e $F(v_{los})$ é a função de distribuição de velocidades das estrelas sob a mesma linha-de-
visada.

A integral da Equação 3.2 representa a reprodução do espectro integrado de uma galáxia $G(u)$ a partir da convolução de um espectro estelar de referência $S(u-v_{los})$, deslocado

no eixo da velocidade espectral, por uma função de alargamento ou distribuição de velocidade $F(v_{los})$. O resultado é um espectro estelar com linhas de absorção deslocadas e alargadas (Figura 3.1).

A Equação 3.2 é a fórmula fundamental para estudar a cinemática das estrelas numa galáxia. Observamos numa certa linha-de-visada para obter o espectro de uma galáxia e, aplicando a transformação de variável (Equação 3.3), calculamos $G(u)$ que deve ser normalizado em fluxo pelo contínuo. Se conhecermos o tipo espectral predominante que representa o espectro integrado de uma galáxia, podemos usar o espectro de uma estrela desse tipo para obter e representar $S(u)$, cujo contínuo passa também por uma normalização. Note na Figura 3.1 a semelhança entre o espectro da galáxia *E2* e o da estrela *K3*. Nesse caso o contínuo não está normalizado.

A técnica da CC envolve o cálculo da função de correlação cruzada (*FCC*) entre o espectro da galáxia $G(u)$ e o da estrela de referência $S(u-v_{los})$:

$$FCC(v_{los}) = \int G(u) S(u-v_{los}) du \quad , \quad (3.4)$$

como esta integral é uma convolução, ela é eficientemente calculada pela transformada de Fourier.

A FCC assume valores altos quando v_{los} se aproxima do valor da velocidade radial da galáxia. Isto ocorre porque o espectro estelar de referência $S(u-v_{los})$ terá suas linhas de absorção coincidentes em posição no eixo da velocidade espectral u com as linhas do espectro observado da galáxia $G(u)$, produzindo um máximo principal denominado *pico da FCC*. Conforme a Figura 3.2, este pico situa-se centrado num valor positivo para v_{los} . Porém, pode estar centrado num valor negativo para v_{los} , de acordo com a velocidade de recessão da galáxia: afastando-se ou aproximando-se.

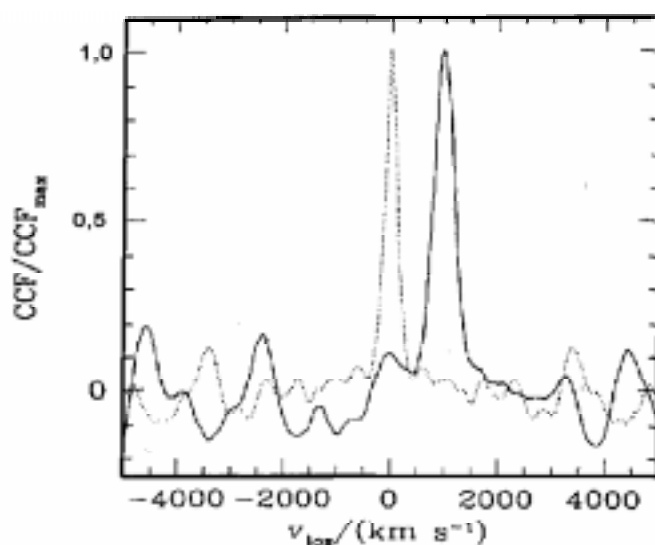


Fig. 3.2 - Função de correlação cruzada entre o espectro de uma galáxia e de uma estrela de referência. A linha pontilhada é a função de auto-correlação desse espectro estelar.

FONTE: Binney e Marrison (1996).

Um dos erros dessa técnica é supor que todas as estrelas da galáxia são idênticas. Na realidade, como já dissemos, o espectro da galáxia é um espectro composto, o qual pode ser aproximado pelo de uma estrela de um dado tipo espectral e classe de luminosidade. Para contornar esse problema é que testamos o método acima numa variedade de espectros estelares e selecionamos o que melhor se correlaciona com o espectro observado da galáxia.

3.1 INTRODUÇÃO AO MÉTODO DA CORRELAÇÃO

O cálculo das velocidades radiais é resultado direto da CC do espectro de uma galáxia contra o espectro de uma estrela de referência (*template*, em inglês). Para isso, usamos o pacote RVSAO versão 2.1.27, o qual usa o método da CC, rodando em ambiente IRAF. Assim, correlacionamos os espectros de aberturas de cada galáxia contra os espectros de todas as estrelas Lick observadas na mesma região. Os espectros das estrelas da noite 07 e da noite 08 de Abril foram adotados para as CC's dos espectros de ambas noites (região vermelha). Os espectros estelares de referência observados na noite 09 de Abril obviamente só foram adotados para os espectros das galáxias observadas nesta noite (região

azul). A dispersão de velocidades também é calculada usando o pico da FCC gerado pelo RVSAO. Porém, algumas correções devem ser feitas (veja Seção 3.3).

A escolha da melhor estrela de referência para o conjunto de espectros de aberturas de uma dada galáxia baseou-se apenas na melhor CC do espectro da abertura central (sempre o de maior S/R) com os espectros estelares.

Dessa maneira, escolhemos a melhor CC entre os espectros de abertura da galáxia e o espectro de referência, ou seja, aquela que apresentou o maior valor de R (Tabela 3.1),

onde $R = \frac{h}{\sqrt{2}\sigma_h}$, razão entre a altura do pico verdadeiro da correlação (h) e o seu erro médio estatístico, $\sqrt{2}\sigma_h$. Isto é, R é proporcional a altura do pico da correlação cruzada e inversamente ao seu erro médio estatístico. Por exemplo, para os espectros de abertura de NGC 3904 usamos o espectro da estrela HR 5370 como espectro de referência.

TABELA 3.1 - RESULTADOS DAS CORRELAÇÕES CRUZADAS PARA OS ESPECTROS DAS ABERTURAS CENTRAIS DAS GALÁXIAS OBSERVADAS

Galáxia	Estrela	R	cz (km/s)	Erro cz (km/s)	h	LTMA _{pico} (km/s)
N3904 MA	HR5370	26,11	1712	10	0,84	340
	HR5366	19,91	1570	12	0,80	339
	HR5582	24,05	1643	11	0,85	346
	HR4932	16,07	1688	15	0,79	341
N3904 ME	HR5370	27,76	1753	9	0,84	336
	HR5582	26,93	1685	9	0,86	342
	HR5366	20,10	1605	12	0,81	334
	HR4932	16,47	1728	15	0,80	336
N5018 MA	HR5854	24,85	2637	10	0,82	304
	HR5196	22,39	2612	10		
	HR4932	21,16	2617	11		
	HR5690	14,02	2716	15		
N5018 ME	HR5854	21,96	2554	11	0,82	298
	HR5196	18,00	2527	12		
	HR4932	15,80	2529	13		
	HR5690	14,35	2634	14		
N5576 MA	HR5370	31,49	1548	7	0,88	317
	HR5582	27,03	1481	9	0,88	322
	HR5366	25,46	1401	9	0,86	315
	HR4932	21,05	1522	11	0,85	318
N5796 L-O	HR5582	21,81	2962	13	0,80	392
	HR5370	21,28	3030	13	0,77	386
	HR5366	15,99	2880	17	0,73	380
	HR4932	13,38	3004	20	0,71	383
N5898 N-S	HR5582	21,54	2181	12	0,82	361
	HR5370	21,34	2249	12	0,80	353
	HR5366	16,55	2105	15	0,76	349
	HR4932	13,82	2223	18	0,74	351
N5898 L-O	HR5690	15,98	2184	15	0,82	278
	HR5854	15,92	2101	16	0,83	281
	HR5196	14,53	2077	17	0,82	281
	HR4932	13,09	2078	19	0,80	286
	HR5694	7,34	2163	27	0,69	299

Notas: $R = \frac{h}{\sqrt{2}\sigma_h}$, razão entre a altura do pico verdadeiro da correlação (h) e o seu erro médio estatístico, $\sqrt{2}\sigma_h$; cz=velocidade radial heliocêntrica; h=altura de pico da FCC; LTMA_{pico}=LTMA obtida por meio de um ajuste parabólico ao perfil do pico da CC; Cada espectro foi correlacionado com 4 ou 5 espectros estelares. Em ne-

grito está a melhor CC. A *Altura e* $LTMA_{pico}$ de NGC 5018 não estão apresentadas pois o arquivo dos espectros de abertura desta galáxia foram perdidos.

Para o cálculo da velocidade radial heliocêntrica são necessárias pequenas correções de velocidade a fim de se alterar o referencial do observador para o referencial heliocêntrico adotado usualmente. A primeira é que para comparar a diferença de velocidade da Terra relativa ao Sol em diferentes pontos de sua órbita, faz-se a correção da velocidade baricêntrica (velocidade do objeto em relação ao centro de massa do Sistema Solar). Uma segunda correção, porém muito menor, também é feita: o movimento do observador em relação ao centro da Terra (rotação da Terra). Para as duas correções leva-se em consideração a direção do objeto no céu (A.R. e Declinação), a data e o horário da observação e a localização do observatório. É necessário também levar em conta as *cz* das estrelas de referência. Antes de aplicar a CC calculamos essas correções tanto para os espectros estelares como os espectros das galáxias. Tudo isso é realizado com a tarefa *bvcorr* do pacote RVSAO.

Devido ao uso de linhas proeminentes de absorção tais como: H δ λ 4101,74 Å, H γ λ 4340,47 Å, CH λ 4300 Å, H β λ 4861,33 Å, tripleto do MgI, CaI e FeI λ 5268,98 Å superpostos, dubleto de Na D λ 5992,5 Å superpostos numa só linha devido ao alargamento (Figura 3.1), temos que limitar uma região na qual será realizada a CC de acordo com a região espectral observada (Figura 3.3). Uma subrotina dentro da tarefa *rvsao.xcsao* invoca um banco de dados com linhas de absorção e emissãoⁱ usadas para a correlação (Tabela 3.2). Algumas linhas do céu (telúricas), que podem causar problemas, são avaliadas para conhecermos até onde podem afetar alguns índices. A Tabela 3.3 apresenta essas linhas numa determinada banda de passagem. Para as galáxias *E's*, a linha telúrica do Na (de lâmpadas urbanas) é um exemplo: se a galáxia tiver $z \approx 0.0$, essa linha será descartada. Nem sempre encontramos as melhores linhas para a correlação di-

i Certas galáxias *E's* apresentam linhas de emissão em seus espectros, indicando a presença de gás ionizado no MI. Mesmo no caso da presença dessas linhas de emissão, as mesmas podem não ser adotadas no método da CC a fim de obtermos apenas a assinatura cinemática da componente estelar do sistema. Entretanto nenhuma de nossas galáxias possui linhas de emissão.

retamente. Portanto, temos que fazer vários testes até encontrarmos a região com as linhas que melhor se correlacionam. Por exemplo: para a região vermelha usamos a região $\lambda\lambda$ 4400-6200 Å, e para a região azul, em NGC 5898 L-O limitamos a região em 4400-5500 Å e NGC 5018 (MA e ME) limitamos a região em 4100-5500 Å.

TABELA 3.2 - PRINCIPAIS LINHAS GALÁCTICAS DE EMISSÃO E ABSORÇÃO

	Linhas de absorção		Linhas de emissão
	λ (Å)		λ (Å)
CaI K	3933,70	MgII	2798,00
CaI H	3968,50	OII	3727,30
G (CH)	4304,40	H β	4861,33
MgI	5175,36	OIII	5006,84
CaI-FeI	5268,98	OIII	4958,91
NaI	5892,50	OI	6300,23
H δ	4101,70	H α	6562,82
H β	4863,90	NI	6548,06

Nota: As linhas NaI, MgI (tripleto) e H β da coluna da esquerda estão superpostas a outras linhas, por isso tem λ diferente do verdadeiro. CaI-FeI também é uma superposição.

TABELA 3.3 - PRINCIPAIS LINHAS DO CÉU QUE PODEM CAUSAR PROBLEMAS NA EXTRAÇÃO DOS ESPECTROS E NO CÁLCULO DE CZ SEGUNDO A IDENTIFICAÇÃO DO RVSAO

Elemento	Comp. Onda (Å)	Banda de passagem (Å)
HgI	4358,34	4350,0-4370,0
HgI	5460,74	5450,0-5470,0
OI	5577,35	5557,0-5597,0
NaI	5890,40	5872,0-5913,0
OI	6300,23	6295,0-6305,0
OI	6363,88	6359,0-6369,0

3.2.1 ERROS NA VELOCIDADE RADIAL HELIOCÊNTRICA

O erro é calculado como função de sua estatística r , cf. Tonry e Davis (1979). Pode-se mostrar analiticamente que, para um ruído senoidal, com altura média da senóide igual a LTMA do pico de correlação, o menor erro na estimativa da posição do pico da FCC é:

$$\text{Erro} = \frac{3}{8} \frac{w}{(1+r)}, \quad (3.5)$$

onde w é LTMA do pico da FCC e r é a razão entre a altura do pico da FCC e a amplitude do ruído senoidal, de modo que o erro da v_{los} é igual a quantidade da Equação 3.5, Kurtz e Mink (1988).

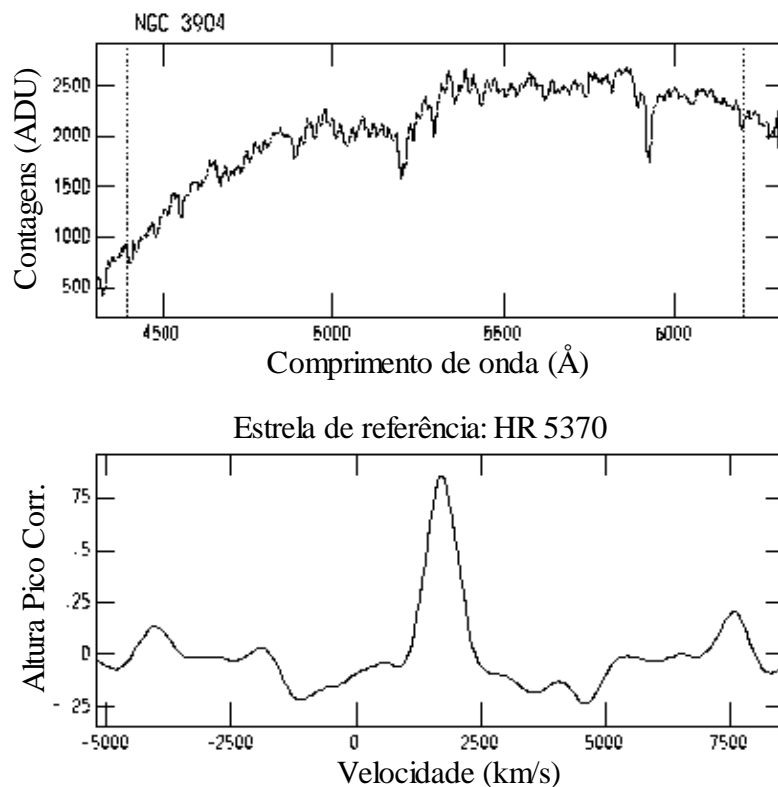


Fig. 3.3 - Resultado da correlação cruzada do espectro da abertura central de NGC 3904 com o espectro da estrela HR 5370. Acima: espectro da galáxia com a região da correlação delimitada por linhas pontilhadas; abaixo: FCC mostrando o pico de máxima correlação.

3.2.2 CURVAS DE ROTAÇÃO

Para de cz determinar a curva de rotação das galáxias obtemos seu espectro óptico através da espectroscopia de fenda longa (Seção 2.2). Porém, devido às partes mais externas da galáxia serem tênues, geralmente as mais centrais e brilhantes são observadas, cf. o instrumento utilizado (telescópio, espectrógrafo e detector), além do sítio de observação (terra ou espacial) e região espectral.

A verdadeira velocidade de rotação (v_{rot}) das galáxias não é a que observamos e calculamos diretamente. A velocidade que calculamos diretamente é a velocidade de rotação na linha-de-visada (v_{los}), que pode variar de acordo com a inclinação do plano equatorial ou principal da galáxia. Para determinar a verdadeira velocidade de rotação devemos saber o ângulo de inclinação θ , o ângulo entre o eixo momento angular e o observador. Assim, podemos fazer esse cálculo usando a fórmula: $v_{los}=v.cos(\theta)$, onde v representa a velocidade total no plano de rotação numa dada distância ao centro e $v.cos(\theta)$ representa um limite inferior para a velocidade de rotação. Todavia, estimar o ângulo θ , cf. a Figura 3.4, é bastante incerto. Entretanto, sua determinação é fundamental para podermos calcular a massa da galáxia e sua forma, Vorontsov-Vel'yaminov (1987). Neste trabalho não estimaremos as massas das galáxias, mas, num trabalho futuro, usando esses dados, isso poderá ser feito.

A observação de que as galáxias elípticas giram menos do que elas deveriam se fossem achatadas por rotação mostrou que sua distribuição de velocidades é anisotrópica e, conseqüentemente, que elas são triaxiais (Binggeli, 1980).

Em coordenadas cartesianas, a forma triaxial pode ser representada por:

$$x^2 + \left(\frac{y}{p}\right)^2 + \left(\frac{z}{q}\right)^2 = 1, \quad , \quad 0 < q \leq p \leq 1, \quad (3.6)$$

onde o eixo maior é unitário. Esse elipsóides podem ser prolatos ($p=q$) ou oblatos ($p=1$)

(Figura 3.4). Segundo Kormendy (1982), a forma mais comum das elípticas é esferóide oblata entre E3,5 e E3,8.

A Figura 3.4 representa um elipsóide triaxial como descrito pela Equação 3.6. Quando o ângulo $\theta=0^\circ$ não podemos obter a velocidade de rotação das galáxias se elas forem oblatas. Neste ângulo as galáxias estariam de frente para o observador.

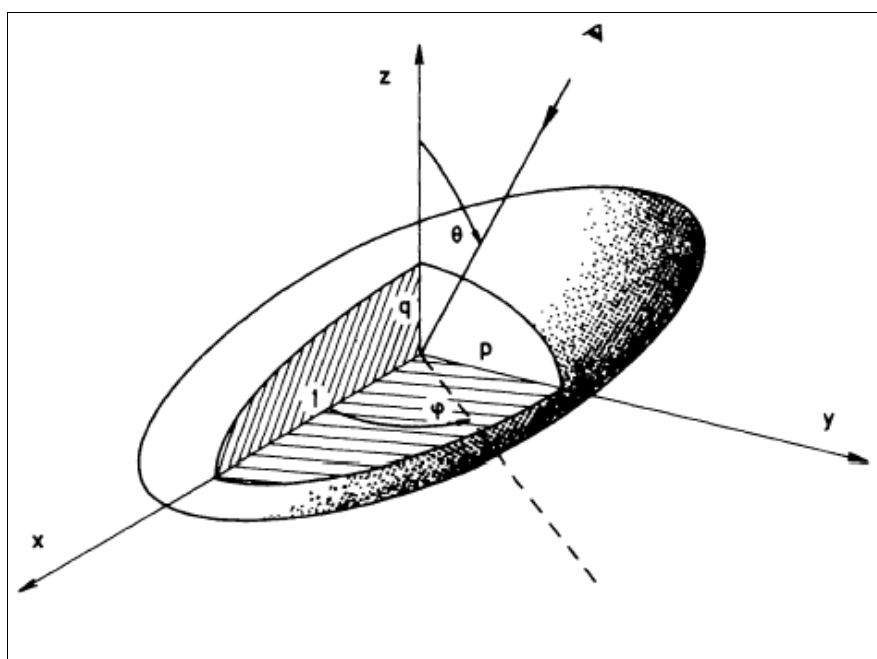


Fig. 3.4 - Ilustração de um elipsóide triaxial como descrito pela Equação 3.6. O eixo maior é unitário. θ é o ângulo entre o eixo momento angular e o observador e φ é o ângulo entre o eixo maior verdadeiro e a direção do observador.

FONTE: Binggeli (1980).

Testes para distinguir entre objetos prolatos e oblatos podem ser feitos através da comparação entre sua elipsidade e sua dispersão de velocidades (ou seu brilho superficial), cf. veremos na Seção 3.5.2. Segundo Statler (1994a) para observarmos precisamente esta distinção, necessitaríamos realizar observações a vários AP, além do MA e ME. É bom ressaltar, todavia, que quando um objeto oblato é visto na direção do seu eixo maior ele parece mais brilhante do que visto de frente. Para saber mais sobre forma das galáxias

elípticas, ver Statler (1994b).

Para cada abertura foi calculada a velocidade radial heliocêntrica e através delas obtidas as curvas de rotação (na linha-de-visada) para as direções observadas de cada galáxia. Isso é feito subtraindo cz (na linha-de-visada) de cada abertura do cz da abertura central da galáxia. A Figura 3.5 mostra as curvas de rotação ou perfis radiais de $v_{rot}(ab)$, onde $v_{rot}(ab)=cz(ab) - cz(r=0)$, sendo que ab indica a abertura espectral. A Tabela 3.8 apresenta os seus respectivos valores numéricos. Sempre que nos referirmos a curva de rotação será a curva de rotação na linha de visada, sem as correções apropriadas. Além disso, a curva cujo nos referimos é um limite inferior para a verdadeira curva de rotação, podendo ser bem maior, de acordo com a inclinação do eixo equatorial da galáxia.

A velocidade máxima de rotação na linha-de-visada foi calculada fazendo-se ajustes polinomiais de 3° a 5° graus de cada lado da curva de rotação e obtendo seus respectivos valores médios. Estes ajustes polinomiais podem ser vistos sobre os gráficos da Figura 3.5. É através deles que obtemos as velocidades máximas de rotação das galáxias v_{rot}^{max} em cada direção observada e seus respectivos erros em módulos. Lembrando que esta velocidade máxima de rotação é a velocidade máxima medida até a região observada.

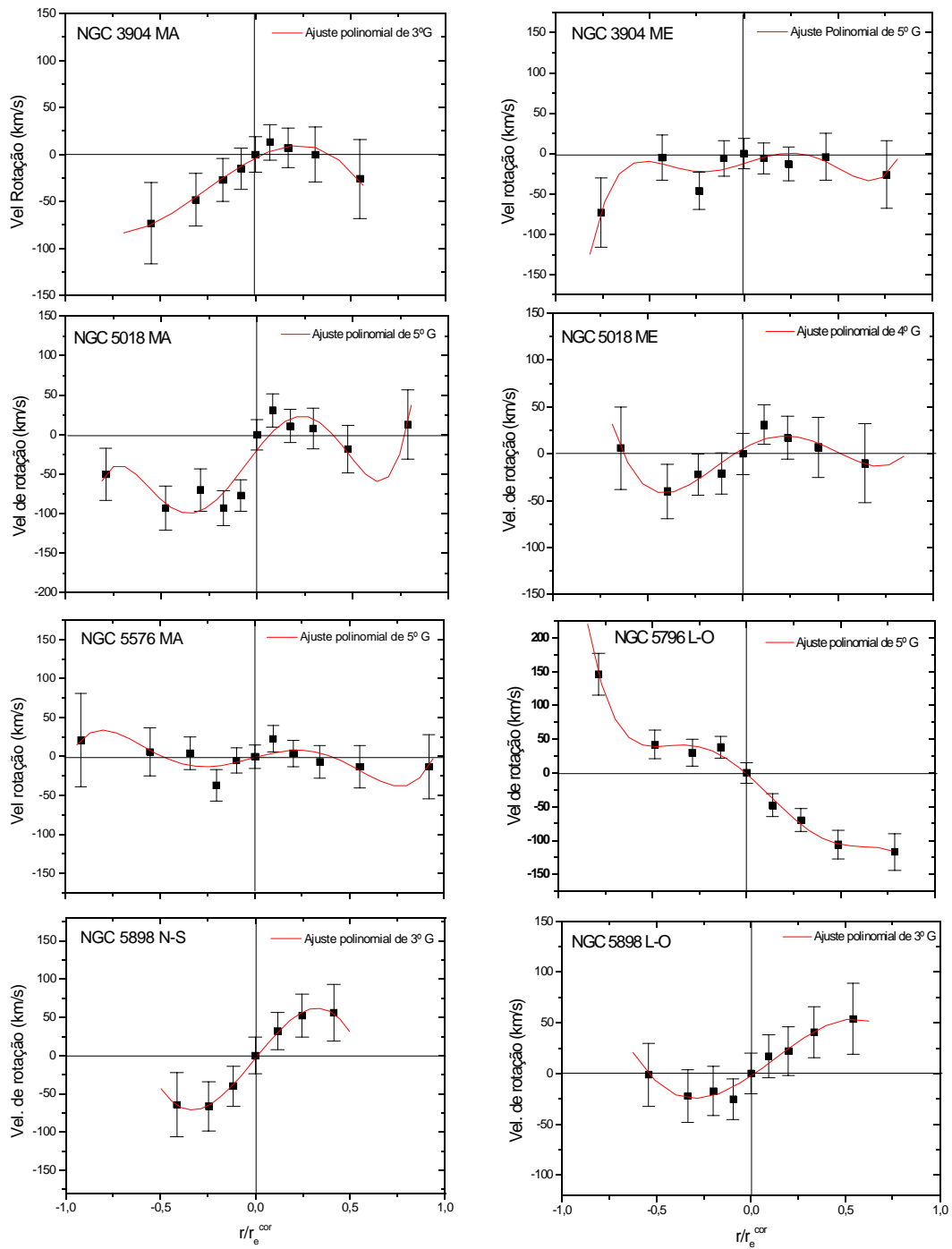


Fig. 3.5 - Curvas de rotação na linha-de-visada das galáxias ao longo das direções escolhidas. As linhas são ajustes polinomiais de ordem 3 a 5 usados na determinação da velocidade de rotação máxima.

3.2.3 COMPARAÇÃO DAS CURVAS DE ROTAÇÃO COM A LITERATURA

Em cada direção observada procuramos comparar os dados obtidos com os dados da literatura. As observações da literatura não poderiam ter uma diferença angular em AP da fenda superior a 10° . A Figura 3.7 mostra as comparações possíveis contra dados de outros estudos. Apenas para NGC 3904 MA, NGC 5576 MA, NGC 5796 L-O encontramos observações com as mesmas direções observadas por nós. NGC 5018 MA e ME possui uma diferença de 13° no AP da fenda em relação à nossa observação. Embora não se trate de um desvio significativo, este desvio pode afetar as comparações. NGC 5898 possui, nas observações de outros autores, uma diferença de 28° em relação às nossas, para cada direção. Portanto, para NGC 5898 não é possível efetuar comparações adequadas dos nossos resultados cinemáticos (v_{rot}) para regiões além daquela nuclear ($r \leq 0,25r_e$); tendo sido apresentada na Figura 3.7 apenas para efeito de ilustração.

Nota-se que, embora nossas medidas em v_{rot} possuam um erro um pouco maior do que os dados da literatura, de uma maneira geral, nossas curvas de rotação tiveram bons resultados dentro da região nuclear e até quase $1,0 r_e$. Para algumas aberturas próximas a $1,0 r_e$, como a abertura 9 ($r=8,58r_e$) de NGC 3904, existe uma diferença em v_{rot} , além do critério de $\pm 1\sigma$ (desvio padrão) de ambas medidas. Isso pode ter ocorrido devido à pequena diferença angular na direção da fenda no caso de NGC 5018.

Para testar a consistência de nossos dados, comparamos os desvios das velocidades radiais heliocêntricas sistêmicas (no nosso caso, velocidades radiais heliocêntricas da abertura central) calculadas por nós com os de outros estudos. A Figura 3.6 mostra graficamente a comparação dos desvios das medidas da cz deste trabalho com cz de outros catálogos (Tabela 3.4). Note que das 10 comparações, apenas 2 tiveram uma diferença maior que 1σ (desvio padrão da diferença: $cz_{nosso} - cz_{outros}$). Como a maior parte de nossas medidas tem uma dispersão dentro de $\pm 1\sigma$, este gráfico confirma que nossos dados são consistentes com a literatura. O σ foi calculado da seguinte forma:

$$\sigma = \left(\frac{\sum cz_{erro}}{n_n} \right)_{nosso} + \left(\frac{\sum cz_{erro}}{n_o} \right)_{outros}, \text{ onde } n_n \text{ e } n_o \text{ é o número de medidas nossas e}$$

número de medidas de outros estudos, respectivamente.

TABELA 3.4 - VELOCIDADES RADIAIS SISTÊMICAS E COMPARAÇÕES COM OUTROS ESTUDOS

NGC	CZ (km/s)	CZ_{RC3} (km/s)	CZ_{LEDA} (km/s)	CZ_{outros} (km/s)
3904	1734 ±19	1714 ±31	1672 ±100	1682
5018	2716 ±21	2794 ±15	2792 ±32	
5576	1548 ±7	1509 ±19	1513 ±33	1478±29
5796	2962 ±13	2962 ±22	2961 ±43	
5898	2185 ±22	2209 ±28	2171 ±64	
Média:	±16,4	±23	±54	

Notas: cz : velocidade radial heliocêntrica calculado neste trabalho. Para as galáxias NGC 3904, NGC 5018 e NGC 5898 o cz foi calculado pela média das medidas das duas direções observadas. cz_{RC3} : velocidade radial heliocêntrica obtida do catálogo RC3; cz_{LEDA} : velocidade radial heliocêntrica obtida do catálogo LEDA (*Lyon-Meudon Extragalactic Database*); cz_{outros} : cz obtida dos mesmos trabalhos das curvas de rotação de comparação que são: NGC 3904, Davies et al. (1983) e GC 5576, Bertola et al. (1988). Como na maioria desses trabalhos não possuíam cz , não pudemos compará-los diretamente com nossos dados, apenas através das curvas de rotação.

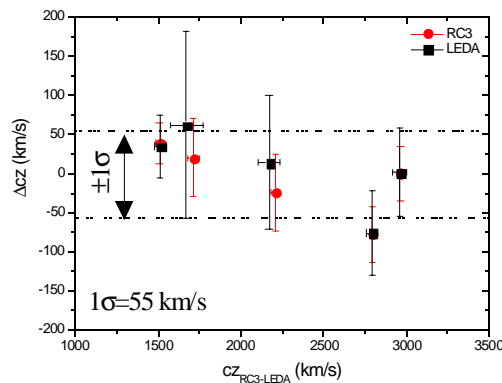


Fig. 3.6 - Diferenças entre as velocidades radiais heliocêntricas calculadas por nós e as de outros estudos. Os catálogos usados aqui são: RC3 e LEDA (*Lyon-Meudon Extragalactic Database*).

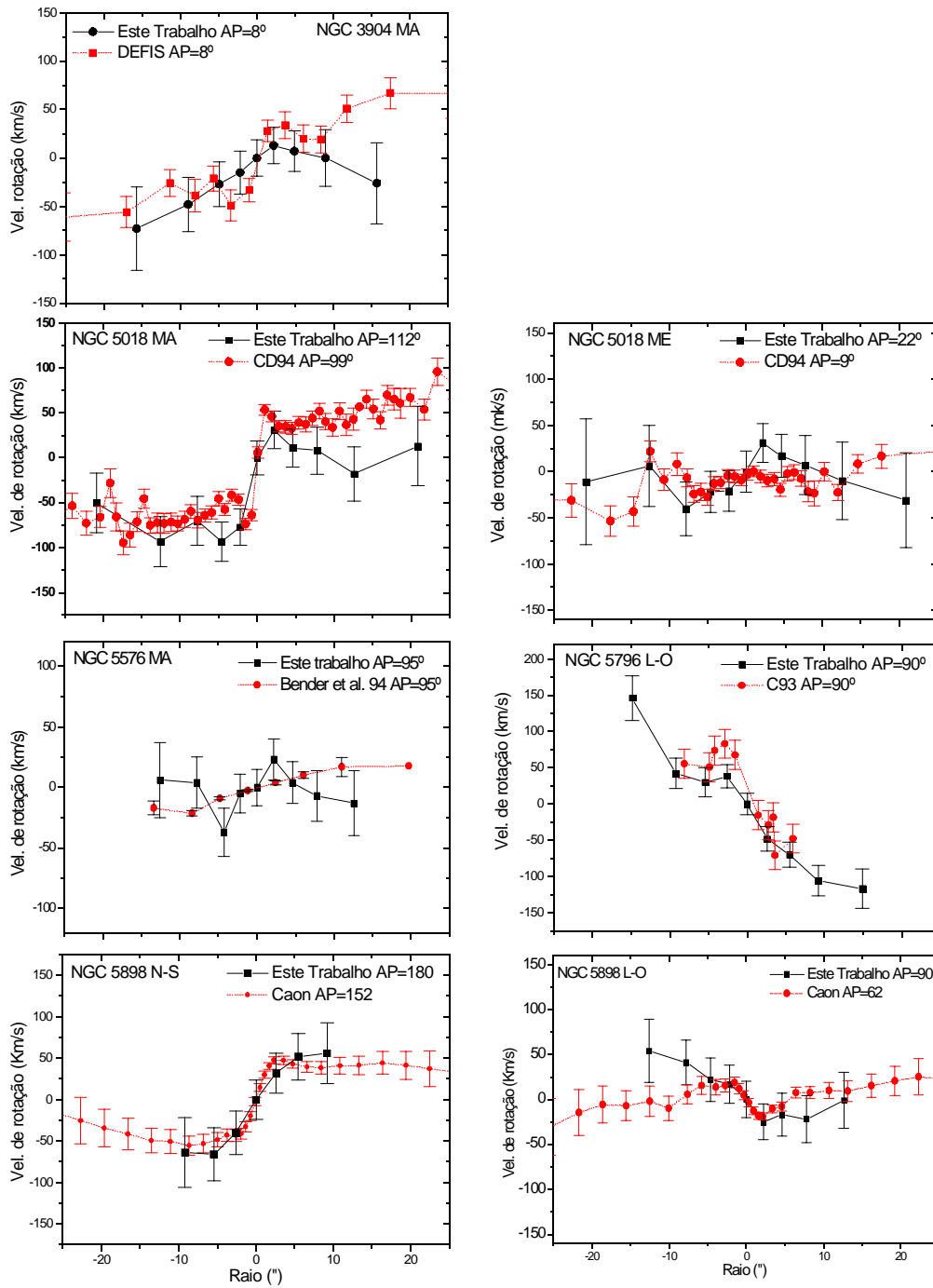


Fig. 3.7 - Comparação das curvas de rotação das galáxias observadas com outros estudos (Δcz). Notas: DEFIS=Davies et al. (1983); C93=Carollo et al. (1993); CD94=Carollo e Danziger (1994) e Caon=Caon et al. (2000).

3.3 DISPERSÃO DE VELOCIDADES E PERFIS RADIAIS DE σ_v

Como os espectros estelares são alargados também devido à configuração instrumental, devemos corrigir deste efeito no cálculo das dispersões de velocidades estelares na linha-se-visada (σ_{vlos}). Isto pode ser feito, em primeiro aproximação, pela diferença quadrática entre a largura do pico da CC do espectro da galáxia $LTMA_{FCC}$ e a largura do pico da função de auto-correlação cruzada do espectro estelar $LTMA_{FAC}$ (Tabelas 3.1 e Apêndice B), isto é:

$$\sigma_{vlos} \approx \sqrt{LTMA_{FCC}^2 - LTMA_{FAC}^2} , \quad (3.7)$$

Este cálculo representa um modo simplificado de se descontar o alargamento instrumental espectral quando da aplicação do método da CC. Porém, um método mais refinado é aplicado, conforme veremos adiante.

Para cada região galáctica referente a cada espectro de abertura da galáxia teremos uma determinada dispersão de velocidades estelares sob a linha-de-visada que comumente cresce em direção ao centro da galáxia. Correlacionando-se cada um dos espectros de abertura com o espectro da estrela de referência obtemos um pico da FCC com uma certa largura. É através desta largura que calculamos a dispersão de velocidades de cada abertura (Dalle Ore et al. 1991, de la Rosa et al. 2001).

Para isso, devemos criar uma função de transformação da LTMA do pico da FCC para a dispersão de velocidades. Isso é feito correlacionando-se o espectro da estrela de referência, com vários alargamentos atribuídos, com o mesmo espectro estelar sem alargamento. Isto é, adicionamos diversos alargamentos gaussianos a esse espectro a fim de representar espectros galácticos com as seguintes σ_v : 50, 100, 150, 200, 250, 300, 350 e 400 km/s.

Para efetuar o alargamento do espectro estelar escolhido, aplicamos convoluções gaussianas cujos parâmetros σ são calculados em unidades de pixel usando-se a seguinte expressão:

$$\sigma_v(\text{pix}) = \frac{\lambda_c \sigma_v(\text{km/s})}{c D}, \quad (3.8)$$

onde: c =velocidade da luz; D =dispersão espectral=2,00 Å/pixel; λ_c =comprimento de onda (λ)central, i.e. espectros na região vermelha ($\lambda_c=5350$ Å) e azul ($\lambda_c=4900$ Å), σ_v (km/s) e $\sigma_v(\text{pix})$:dispersão de velocidades em unidades de km/s e pixel, respectivamente. As convoluções gaussianas dos espectros foram feitas por meio da tarefa *gauss* do IRAF.

Calculamos vários $\sigma(\text{pix})$ que fornecem várias dispersões de velocidades (Tabela 3.5). Aplicamos os alargamentos gaussianos aos espectros das estrelas que melhor se correlacionaram com os espectros das galáxias das noites 07/04 e 08/04 (HR 5370 e HR 5582) e da noite 09/04 (HR 5854 e HR 5690).

TABELA 3.5 - $\sigma_v(\text{KM/S})$ E $\sigma_v(\text{PIX})$ CALCULADOS

NOITE 07-08		NOITE 09	
σ_v (km/s)	σ_v (pixel)	σ_v (km/s)	σ_v (pixel)
50	0,446	50	0,409
100	0,892	100	0,817
150	1,338	150	1,226
200	1,785	200	1,634
250	2,231	250	2,043
300	2,677	300	2,452
350	3,123	350	2,860
400	3,569	400	3,269

Cada espectro estelar alargado foi correlacionado com o espectro não alargado da respectiva estrela. A Tabela 3.6 mostra os resultados das CC's dos espectros estelares alargados contra aqueles respectivos sem alargamento, restringindo-se apenas à região vermelha.

TABELA 3.6 - RESULTADOS DAS CORRELAÇÕES CRUZADAS ENTRE OS ESPECTROS ESTELARES ALARGADOS COM AQUELES SEM ALARGAMENTO

Espectro Estrela Alargado	Estrela	LTMA_{pico} (km/s)
Hr5370vg050	Hr5370	251
Hr5370vg100	Hr5370	266
Hr5370vg150	Hr5370	290
Hr5370vg200	Hr5370	319
Hr5370vg250	Hr5370	356
Hr5370vg300	Hr5370	395
Hr5370vg350	Hr5370	443
Hr5370vg400	Hr5370	486
Hr5582vg050	Hr5582	261
Hr5582vg100	Hr5582	277
Hr5582vg150	Hr5582	300
Hr5582vg200	Hr5582	329
Hr5582vg250	Hr5582	363
Hr5582vg300	Hr5582	401
Hr5582vg350	Hr5582	442
Hr5582vg400	Hr5582	476

Nota: LTMA_{pico}= LTMA do pico da FCC.

Com os dados da Tabela 3.6 obtemos um polinômio de transformação da LTMA do pico da FCC para σ_v de cada espectro de abertura de cada galáxia, no caso da região vermelha.

Usamos a tarefa *polyfit* (e também *Origin*) para calcular e traçar uma função polinomial que melhor se ajustasse às dispersões de velocidades em função da LTMA do pico da FCC. O melhor ajuste foi um polinômio de 3º grau, através do qual calculamos as dispersões de velocidades estelares na linha-de-visada (σ_{vlos}) associada a cada abertura de extração espectral (Figura 3.8 e Tabela 3.8).

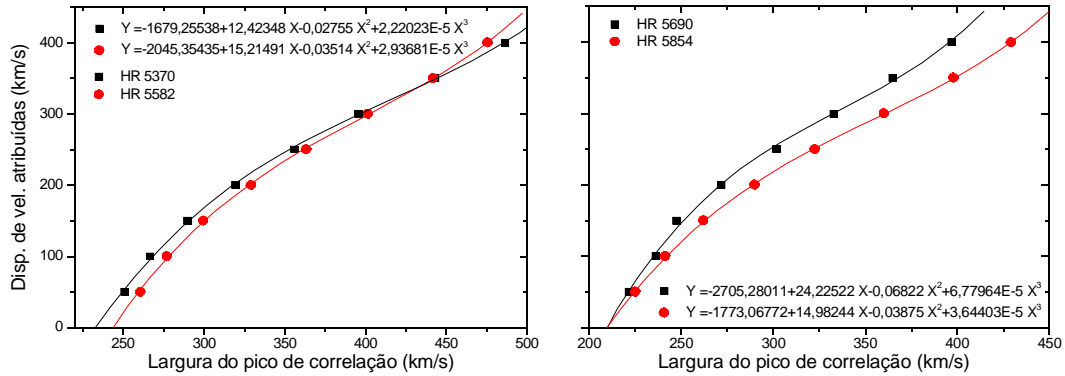


Fig. 3.8 - Dispersão de velocidades em função da LTMA do pico da FCC. Os polinômios de transformação do gráfico da esquerda foram usados para o cálculo das dispersões de velocidades da região vermelha e os do gráfico da direita para a região azul.

3.3.1 ESTIMATIVA DO ERRO EM σ_v

A estimativa do erro da σ_v é obtida em função da razão do S/R spectral. Assim, de posse de um conjunto de espectros estelares alargados de uma única estrela, cujos σ_v associados são previamente conhecidos, basta adicionar diversos graus de ruídos a eles e estimar o erro relativo de σ_v em função dos resultados das CC's de todos esses espectros resultantes com aquele único espectro estelar não alargado (Tabela 3.6). Os ruídos foram adicionados com a tarefa *mknoise* nesses espectros estelares alargados. Dessa maneira obtemos qual seria o erro relativo de σ_v , comparando o S/R do espectro da galáxia com o S/R do espectro estelar alargado com ruído. Adicionamos 7 graus diferentes de ruídos do tipo de *Poisson* com a finalidade de abranger o intervalo do S/R dos espectros de aberturas das galáxias (15-100 \AA^{-1}).

Fizemos as correlações entre os espectros estelares alargados e com diferentes graus de ruídos com seus respectivos espectros estelares não alargados, conforme apresentado para a região azul na Tabela 3.7. Nela são apresentados, como exemplo, os erros relativos de σ_v em função do S/R spectral e do valor de σ_v usando o espectro da estrela

HR5854. Para a região vermelha é usado o espectro da estrela HR 5370 e realizado o mesmo procedimento.

TABELA 3.7 - RESULTADOS DAS CC'S DOS ESPECTROS ALARGADOS DE HR 5854 A DIFERENTES GRAUS DE RUÍDOS

σ_v (km/s)	LTMA _{pico} (km/s)	σ_v calculado (km/s)	Erro relati- vo σ_v	S/R (Å ⁻¹)
Grau 1 de ruído				
100	241	99	1,27E-02	99
150	261	149	8,05E-03	99
200	290	205	2,69E-02	99
250	328	262	4,73E-02	99
300	364	308	4,39E-04	99
Grau 2 de ruído				
100	241	100	4,39E-04	82
150	261	149	6,87E-03	82
200	289	204	1,94E-02	82
250	328	262	4,89E-02	82
300	364	308	2,63E-02	82
Grau 3 de ruído				
100	241	100	1,61E-03	58
150	263	152	1,35E-02	58
200	289	202	1,10E-02	58
250	332	268	7,03E-02	58
300	368	314	4,57E-02	58
Grau 4 de ruído				
100	241	100	2,71E-03	43
150	263	152	1,12E-02	43
200	287	199	2,92E-03	43
250	339	276	1,04E-01	43
300	372	318	6,08E-02	43
Grau 5 de ruído				
100	240	97	2,57E-02	34
150	262	151	7,00E-03	34
200	286	197	1,34E-02	34
250	342	280	1,19E-01	34
300	385	336	1,18E-01	34
Grau 6 de ruído				
100	240	97	2,97E-02	23
150	261	147	1,80E-02	23
200	283	193	3,48E-02	23
250	351	292	1,70E-01	23
300	401	359	1,98E-01	23

Grau 7 de ruído				
100	240	96	3,57E-02	14
150	262	150	9,94E-04	14
200	282	191	4,34E-02	14
250	398	355	4,19E-01	14
300	432	411	3,69E-01	14

Notas: $LTMA_{pico}$ = LTMA do pico da FCC entre o espectro alargado com ruído e o original da estrela sem ruído; σ_v calculado = σ_v calculada através da respectiva equação da Figura 3.8 e Erro relativo $\sigma_v = \frac{\delta \sigma_v}{\sigma_v}$.

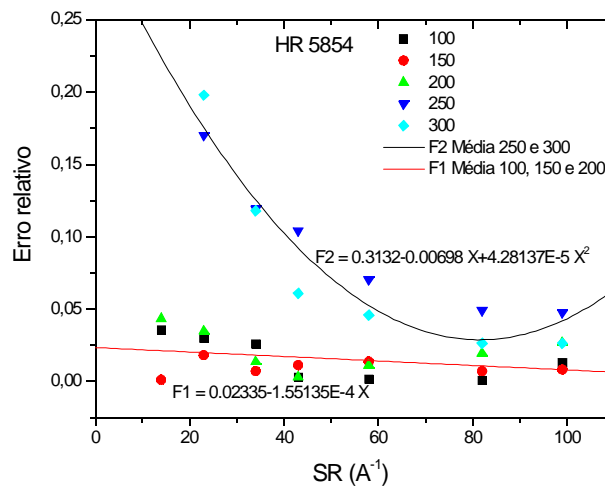


Fig. 3.9 - Erro relativo de σ_v em função do S/R do espectro galáctico para a região azul. A função F2 é o ajuste de 2º grau por mínimos quadrados padrão dos pontos médios de $\sigma_v = 250$ e 300 km/s, enquanto que F1 é o ajuste de 1º grau por mínimos quadrados dos pontos médios de $\sigma_v = 100, 150$ e 250 km/s.

A Figura 3.9 traça o gráfico usado para estimar o erro em σ_v de cada espectro de abertura das galáxias para a região azul. Nele foram usadas apenas duas regiões da σ_v : as regiões com $\sigma_v < 225$ km/s e as com $\sigma_v \geq 225$ km/s. Na região vermelha, o erro em σ_v foi calculado levando-se em consideração, além da região da σ_v , também o intervalo da razão S/R, de maneira que obtivemos os seguintes ajustes:

para $10 < \sigma_v \leq 175$ km/s, se $S/R \leq 44$ então:

$$\frac{\delta \sigma_v}{\sigma_v} = -0,00249x + 0,1119 \quad , \quad (3.9.a)$$

senão, se $SR > 44$

$$\frac{\delta \sigma_v}{\sigma_v} = -5,72727 \cdot 10^{-5} x + 0,00794 \quad , \quad (3.9.b)$$

para $175 < \sigma_v \leq 225$ km/s:

$$\frac{\delta \sigma_v}{\sigma_v} = -6,84307 \cdot 10^{-4} x + 0,05744 \quad , \quad (3.9.c)$$

para $225 < \sigma_v \leq 275$ km/s:

$$\frac{\delta \sigma_v}{\sigma_v} = 1,26212 \cdot 10^{-5} x^2 - 0,00283x + 0,15625 \quad , \quad (3.9.d)$$

E para $\sigma_v > 275$ km/s:

$$\frac{\delta \sigma_v}{\sigma_v} = -3,92996 \cdot 10^{-5} x + 0,03745 \quad , \quad (3.9.e)$$

onde x é a razão S/R espectral.

A Figura 3.10 mostra os perfis radiais da dispersão de velocidades estelares de cada galáxia observada segundo as direções da fenda adotadas, e a Tabela 3.8 fornece os seus respectivos valores numéricos bem como os respectivos v_{rot} das aberturas. A Figura 3.11 apresenta os gráficos dos gradientes radiais logarítmicos para cada direção galáctica observada, enquanto a Tabela 3.9 mostra seus valores calculados através de ajuste lineares por mínimos quadrados que leva em conta os erros em $\text{Log}(\sigma_v)$. Quando o gradiente de σ_v é negativo dizemos que a σ_v cresce em direção ao centro e quando é positivo dize-

mos o contrário. Com estes gradientes é possível estudar, juntamente com as curvas de rotação, a dinâmica central da galáxia. Veja alguns resultados nas próximas Seções.

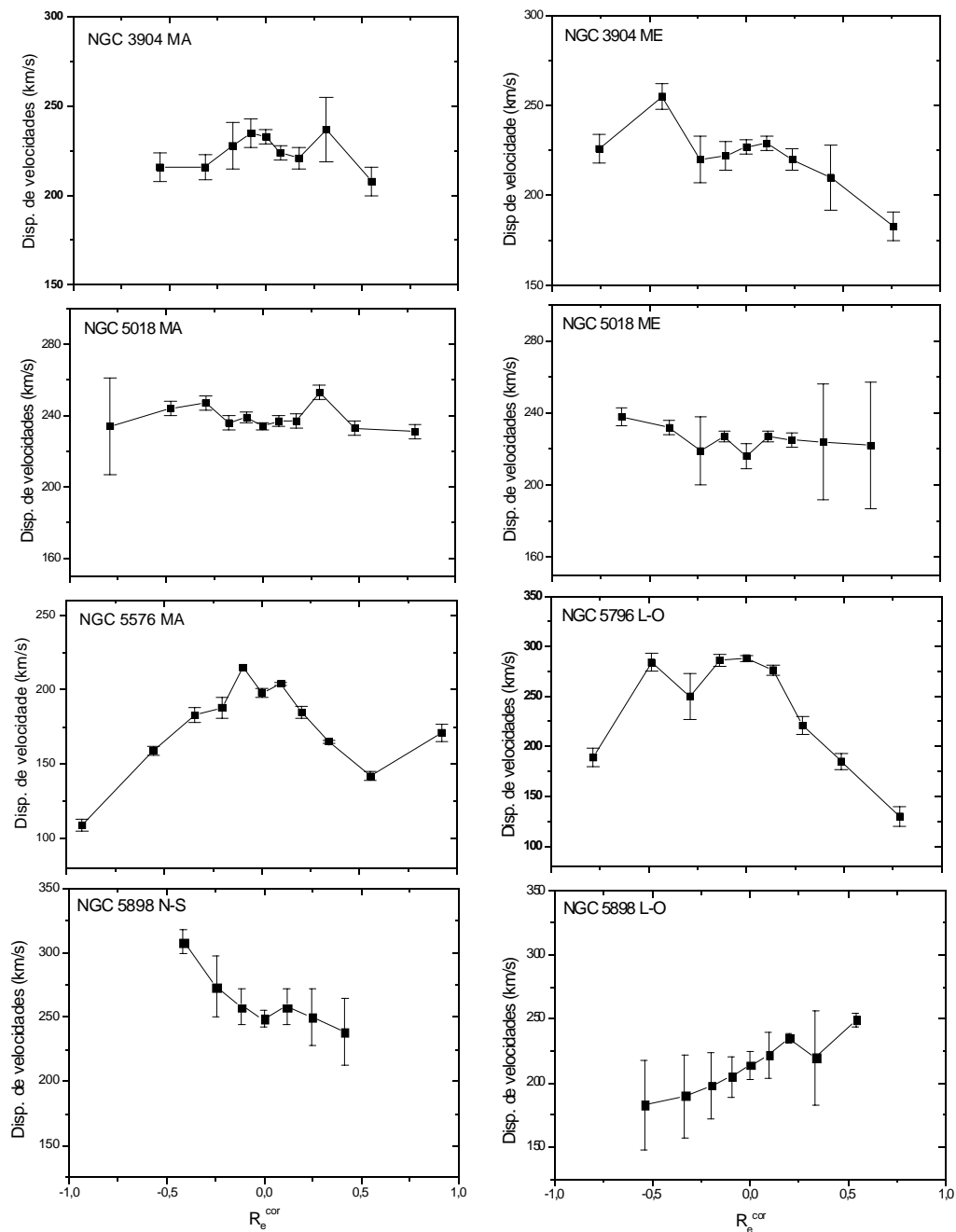


Fig. 3.10 - Perfis radiais da σ_v ao longo das direções observadas.

TABELA 3.8 - VELOCIDADE DE ROTAÇÃO E σ_v PARA CADA ABERTURA DAS GALÁXIAS

Galáxia	Ab	V_{rot}	Erro	σ_v	Erro	Galáxia	Ab	V_{rot}	Erro	σ_v	Erro
DIR		(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	DIR		(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)
N3904	8	-73	43	216	8	N5018	10	-50	33	198	27
MA	6	-48	28	216	7	MA	8	-93	28	244	4
	4	-27	23	228	13		6	-70	27	247	4
	2	-15	22	235	8		4	-93	22	236	4
	1	0	19	233	4		2	-77	20	239	3
	3	13	19	224	4		1	0	19	234	2
	5	7	21	221	6		3	31	21	237	3
	7	0	29	237	18		5	11	21	237	4
	9	-26	42	208	8		7	8	26	253	4
							9	-18	30	233	4
N3904	8	44	43	226	8		11	13	44	231	4
ME	6	-5	28	255	7						
	4	-46	23	220	13	N5018	8	6	44	238	5
	2	-6	22	222	8	ME	6	-40	29	232	4
	1	0	19	227	4		4	-22	22	219	19
	3	-6	19	229	4		2	-21	22	227	3
	5	-13	21	220	6		1	0	22	216	7
	7	-4	29	210	18		3	31	21	227	3
	9	46	42	183	8		5	17	23	225	4
							7	7	32	224	32
N5576	10	21	60	109	4		9	-10	42	222	35
MA	8	6	31	159	3						
	6	4	21	183	5	N5898	6	-64	42	309	9
	4	-37	20	188	7	N-S	4	-66	32	274	24
	2	-5	16	215	0		2	-40	26	258	14
	1	0	15	198	-3		1	0	24	249	7
	3	23	17	204	1		3	32	24	258	14
	5	4	17	185	4		5	52	28	250	22
	7	-7	21	165	1		7	56	37	239	26
	9	-13	27	142	3						
	11	-53	41	171	6	N5898	8	-1	31	183	35
						L-O	6	-22	26	190	32
N5796	8	146	64	189	9		4	-17	24	198	26
MA	6	42	41	284	9		2	-25	20	205	16
	4	30	33	250	23		1	0	20	214	11
	2	38	29	286	6		3	17	21	222	18
	1	0	26	288	3		5	22	24	235	4
	3	-48	28	276	5		7	41	25	220	37
	5	-70	31	221	9		9	54	35	249	5
	7	-106	36	185	8						
	9	-117	49	130	10						

Notas: DIR =direção da fenda; Ab =número da abertura.

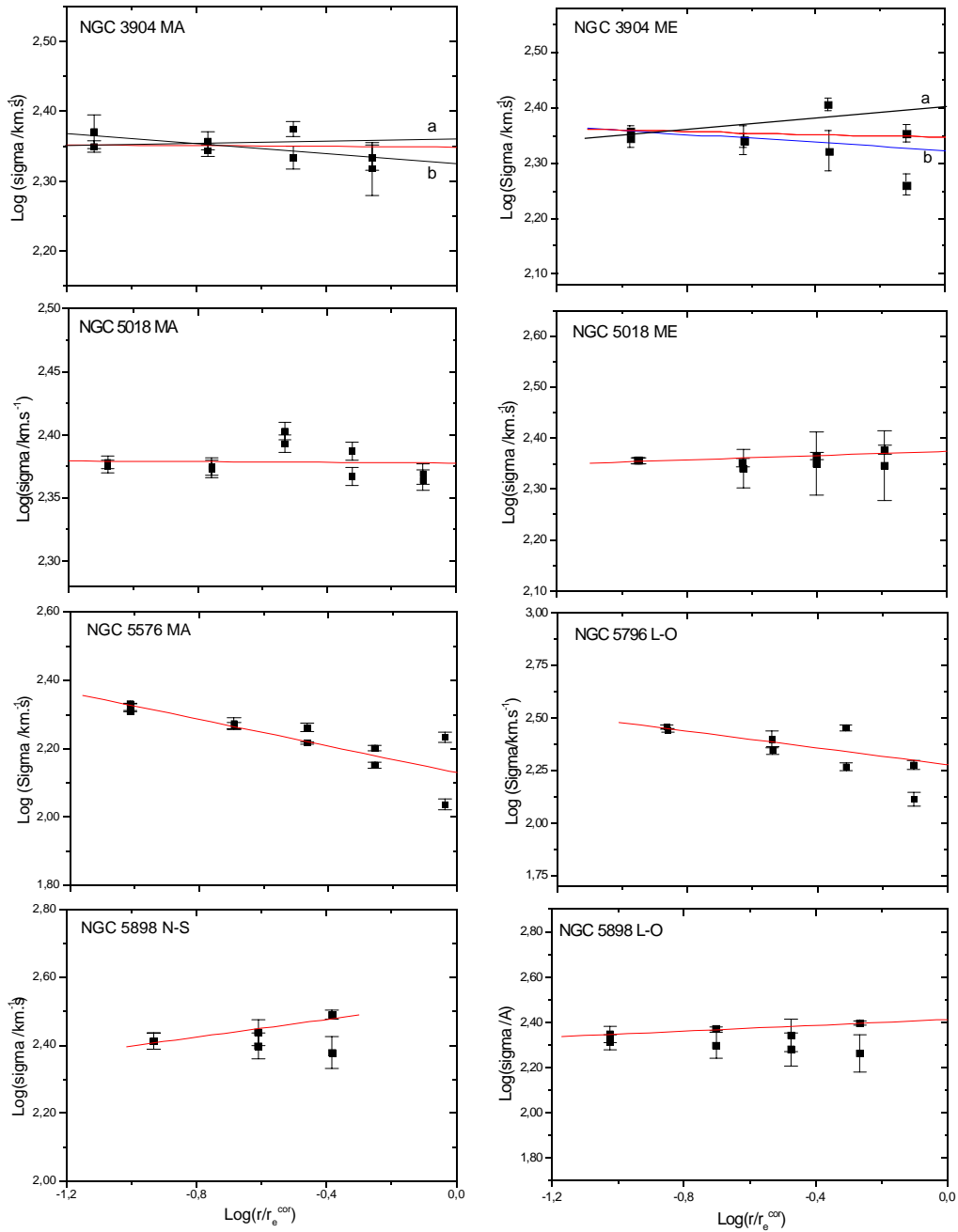


Fig. 3.11 - Gradientes logarítmicos radiais da σ_v das galáxias ao longo das direções observadas. São apresentados ajustes lineares por mínimos quadrados que assumem os erros das ordenadas segundo os dados da Tabela 3.8 e no caso de NGC 3904: a) ajuste obtido para os índices das aberturas interiores a $r < 0,55r_e$ e b) ajuste obtido sem considerar os erros em y. Os resultados são listados na Tabela 3.9.

TABELA 3.9 - GRADIENTES RADIAIS LOGARÍTMICOS DA DISPERSÃO DE VELOCIDADES PARA CADA DIREÇÃO DAS GALÁXIAS OBSERVADAS

NGC	DIR	$\frac{d\text{Log } \sigma}{d\text{Log } r}$
3904	MA	$-0,003 \pm 0,020$
		^{a+} $0,012 \pm 0,025$
		^{b-} $0,034 \pm 0,019$
	ME	$-0,012 \pm 0,040$
		^{a+} $0,048 \pm 0,040$
		^{b-} $0,037 \pm 0,046$
5018	MA	$-0,001 \pm 0,011$
	ME	$+0,021 \pm 0,007$
5576	MA	$-0,195 \pm 0,022$
5796	L-O	$-0,200 \pm 0,080$
5898	N-S	$+0,130 \pm 0,052$
	L-O	$+0,065 \pm 0,026$

Notas: a) gradiente obtido para os índices das aberturas interiores a $r < 0,55r_e$. b) gradiente obtido sem considerar os erros em y . Os gradientes acima foram obtidos através de ajustes lineares por mínimos quadrados dos dados da Figura 3.11.

3.3.2 COMPARAÇÃO DAS DISPERSÕES DE VELOCIDADES COM A LITERATURA

Seguindo as mesmas considerações que fizemos na comparação das curvas de rotação com a literatura, fizemos as comparações dos perfis radiais de σ_v . A Figura 3.12 mostra a comparação de 6 direções de observação com os perfis radiais da σ_v dos mesmos autores da comparação das velocidades de rotação (Seção 3.2.3). Assim, NGC 5898 tem um AP da fenda diferente em 28° . Portanto, as mesmas considerações feitas na Seção 3.2.3 para estas direções de observação são válidas aqui.

Muitas σ_v de alguns espectros de abertura não concordaram com outros estudos, cf. observamos na Figura 3.12. Para NGC 3904 MA os valores estão levemente diferentes, possivelmente, devido aos erros terem sido subestimados pelo S/R, cf. Equações 3.9.a-e.

Entretanto, de uma maneira geral, como na comparação com as curvas de rotação, a maioria seguiu a tendência do perfil e tivemos bons resultados dentro da região nuclear, com exceção de NGC 3904 MA, cf. podemos notar na Figura 3.13.

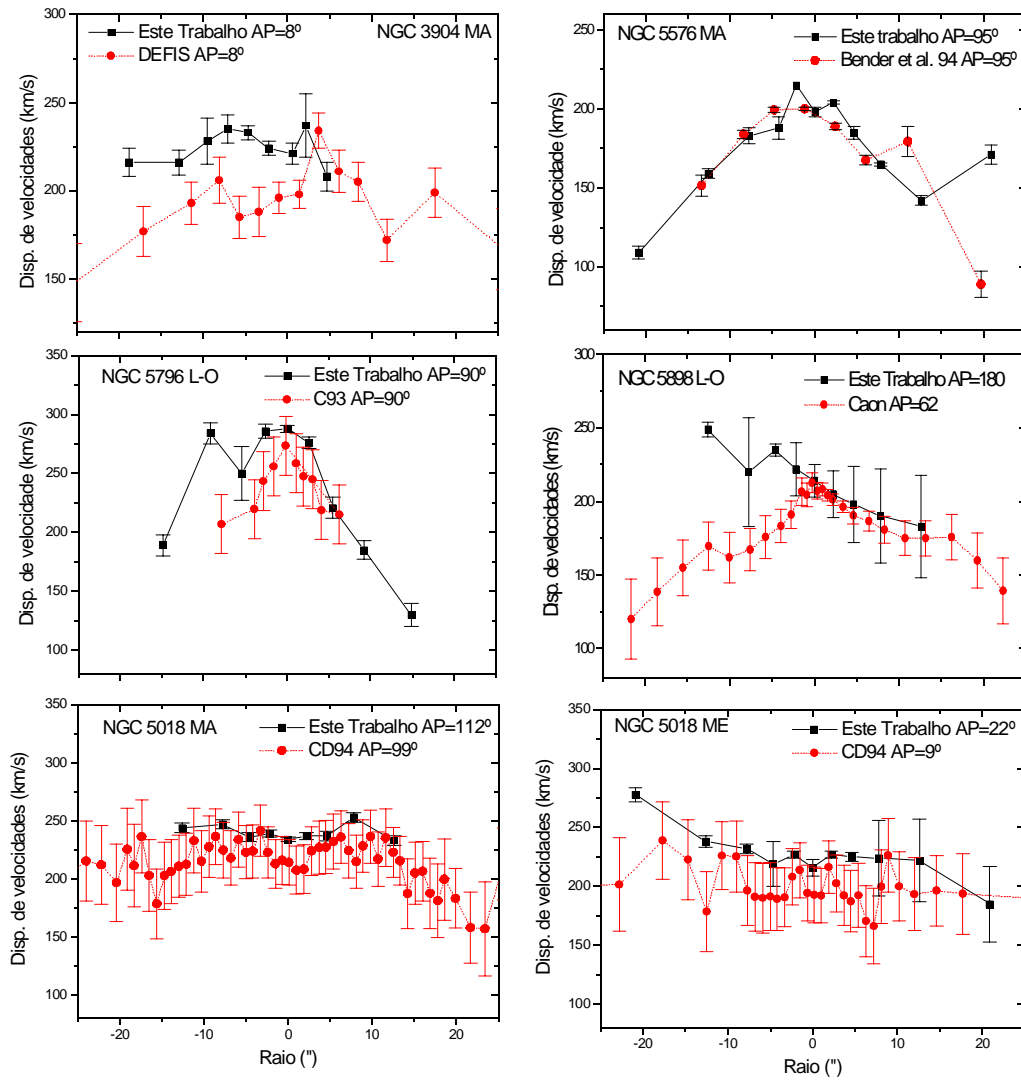


Fig. 3.12 - Comparações das velocidades de rotação das galáxias observadas com outros estudos. As referências são as mesmas da Figura 3.7.

3.4 DISPERSÃO NUCLEAR DE VELOCIDADES ESTELARES

Se obtivermos o espectro nuclear de galáxias de diferentes distâncias e com diferentes áreas angulares de fenda ou não, estaremos coletando luz de diferentes regiões lineares. Conseqüentemente não haverá uma análise homogênea dos dados obtidos a partir desses espectros nucleares (σ_v , índices de linha).

Para tornar essas medidas independentes da distância e dos parâmetros instrumentais, devemos normalizá-las a uma distância pré-definida. Esta correção chama-se *correção do efeito de abertura*. Para fazer tal correção, calculamos os índices Lick e a dispersão de velocidades para uma abertura circular de raio igual a $0,595 h^{-1}$ kpc a qual para a distância do aglomerado de Coma ($cz=7200$ km/s) corresponde a $1,7''$ (cf. Jorgensen et al. 1997). Os espectros das aberturas centrais são utilizados como referência nesse tipo de correção ou normalização das medidas nucleares dos índices Lick e σ_v conforme é detalhado adiante.

Conforme Jorgensen et al. (1995), cada abertura retangular pode ser modelizada por uma abertura circular. O raio de uma abertura circular é dado por $r \approx 1,025 \cdot \sqrt{(x \cdot y / \pi)}$, onde x e y representam a largura e o comprimento da abertura retangular, respectivamente, e a constante 1,025 representa um acréscimo de cerca de 5% em área angular, devido à projeção da abertura de retangular para circular.

As medidas foram normalizadas a fim de estarem associadas a uma abertura circular com um diâmetro de $1,19 h^{-1}$ kpc. Este diâmetro é equivalente a um diâmetro projetado em Coma igual a 3,4 seg. de arco. Assim, empiricamente, Jorgensen et al. (1995) obtiveram a seguinte equação de normalização:

$$\log \frac{\sigma_v(ab)}{\sigma_v(norm)} = \nabla_v(ab) \cdot \log \frac{r(ab)}{r(norm)} \quad , \quad (3.10)$$

onde $\sigma_v(ab)$ é a dispersão de velocidades central (ou largura equivalente de uma linha espectral medida no espectro da abertura central), $\sigma_v(norm)$ é a dispersão de velocidades

normalizada a Coma e ∇_v é o gradiente logaritmo de σ_v $\left(\nabla_{\sigma_v} = \frac{d \log \sigma_v}{d \log r} \right)$. Aqui,

$$\frac{r_{ab}}{r_{norm}} = \frac{r_{ab} \cdot d_{gal}}{r_c \cdot d_c},$$

onde r_{ab} =raio angular da abertura circular hipotética (em seg. de arco), $r_c=1,7''$, d =distância e os índices inferiores c e gal refere-se a Coma e à galáxia em questão, respectivamente. Resolvendo para $\sigma_v(norm)$ temos:

$$\sigma_v(norm) = \sigma_v(ab) \left(\frac{r_{norm}}{r_{ab}} \right)^{grad_{ab}}, \quad (3.11)$$

onde $\sigma_v(norm)$ =dispersão nuclear de velocidades (σ_v^0).

Na Tabela 3.10 apresenta os valores para σ_v nuclear (σ_v^0) e os compara com outros estudos. A Figura 3.13 compara graficamente os desvios das medidas da σ_v^0 deste trabalho (Tabela 3.10) com outras dispersões de velocidades. Note que para as σ_v^0 calculadas através do gradiente da σ_v medido por nós, há uma maior dispersão. Porém, a maior parte da amostragem está dentro da região de $\pm 1\sigma$ (desvio padrão). Este gráfico confirma que nossos dados são consistentes com a literatura.

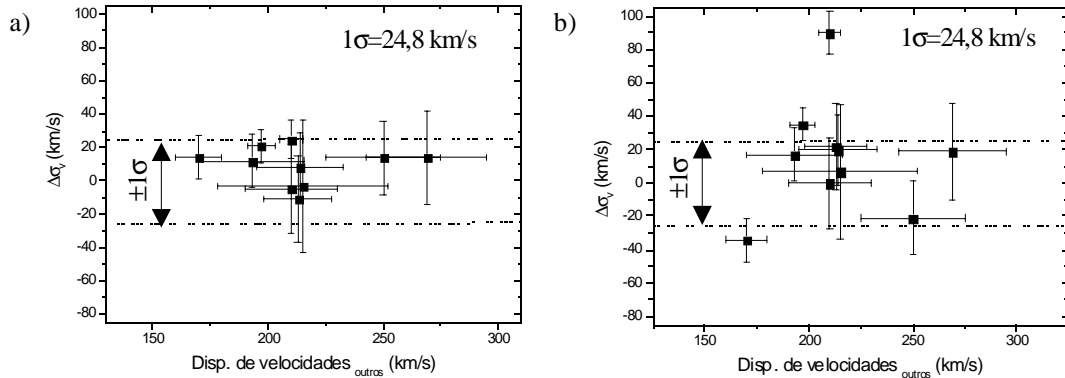


Fig. 3.13 - Diferenças entre as σ_v^0 de outros estudos e as nossas. A Figura (a) mostra a diferença entre a σ_v^0 de outros estudos e as nossas, calculada através do gradiente da σ_v média da literatura. Já a figura (b) mostra a diferença entre a σ_v^0 de outros estudos e as nossas, calculado através do gradiente da σ_v medido por nós. Em ambos os casos nossas medidas estão, em sua maioria, dentro de $\pm 1\sigma$. ($\Delta\sigma_v = \sigma_{v\text{ outros}}^0 - \sigma_{v\text{ nosso}}^0$), exceto para NGC 5898 (dois pontos acima de 1σ na Figura (b)) e NGC 5576 (abaixo).

3.5 RESULTADOS CINEMÁTICOS E DINÂMICOS

3.5.1 Núcleo Desacoplado Cinematicamente (NDC)

Muitas galáxias *E*'s possuem núcleo com propriedades cinemáticas diferentes do restante da galáxia. A maior parte do corpo de uma galáxia pode girar em uma direção e sentido e o núcleo pode girar em qualquer outra direção e sentido. Assim, nas elípticas, podemos ter diversos tipos de dinâmica interna, dentre eles:

- o núcleo gira num sentido oposto ao restante da galáxia independente do comportamento radial da σ_v (Figura 3.14);
- núcleo sem rotação e com grande σ_v e o restante da galáxia com rotação;
- galáxia sem rotação global e com σ_v crescente em direção ao centro (triaxial/anisotrópico); e
- galáxia com rotação global independente do comportamento radial da σ_v . (ex. rotante oblato);
- galáxia apenas com rotação nuclear independente do comportamento, sem ro-

tação fora da região nuclear.

Aos comportamentos dinâmicos citados nos itens *a* e *b* damos o nome de *núcleo desacoplado cinematicamente* (NDC) ou *núcleo distinto*. Estudos realizados por Franx et al. (1989) revelam que os NDC's são relativamente comuns. Segundo esses autores, NDC's podem ocorrer em 25% de todas as elípticas.

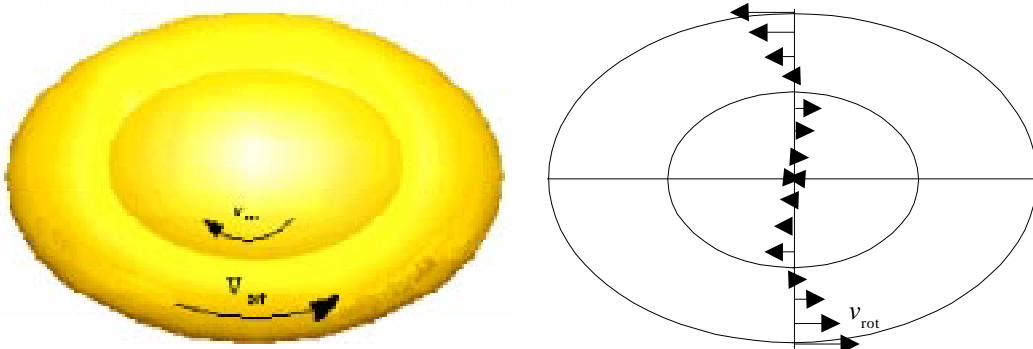


Fig. 3.14 - Ilustração das velocidades de rotação para galáxias com NDC. Neste exemplo, o núcleo gira em sentido oposto ao do corpo restante da galáxia, ambos com momentos angulares paralelos.

A explicação para essa distinção cinemática entre o núcleo e o restante da galáxia é controversa. Uma suposição é de que este núcleo distinto pode ter se formado de um evento de canibalismo galáctico, em que uma das galáxias faz vítima uma outra menor, que cai em direção ao seu centro. Neste cenário a população estelar nuclear tornaria-se pobre em metal, o que não é observado. Outra suposição é que este núcleo pode ter se originado como resultado da formação de estrelas, as quais se formaram de gases que caíram em direção ao centro. Estes gases, por sua vez, também se originaram do processo de fusão de galáxias, Franx e Illingworth (1988).

Através da análise das curvas de rotação, dos perfis radiais e do $\nabla\sigma_v$ (Figura 3.5, 3.10 e 3.11) e do resultados listados na Tabela 3.10, classificamos nossa amostra da seguinte forma: NGC 3904 tem uma dinâmica do tipo (c); NGC 5018 como do tipo (a), com gra-

diente \approx nulo de σ_v no MA; NGC 5576 como do tipo (c) e NGC 5796 como do tipo (d) ou (a), ambas com grande gradiente negativo de σ_v comparado com os de outras galáxias de nossa amostra (lembrando que estas duas últimas são analisadas apenas em um eixo cada); e NGC 5898 como sendo do tipo (d) com gradientes de σ_v estranhamente positivos. Uma análise mais detalhada para cada galáxia é feita na última seção deste capítulo.

3.5.2 Sistemas Elipsoidais Achatados por Rotação

Conforme visto na Seção 3.2 a $cz(ab)$ comumente muda de sinal quando passa através do centro galáctico ao longo de uma direção. Assim, estes sistemas têm rotação residual em torno da direção perpendicular à outra. Se o movimento das estrelas nas galáxias E 's é totalmente aleatório, i.e. sem movimento líquido preferencial, o sistema pode ser esférico ou triaxial. Porém, se existir um movimento sistemático adicional ao aleatório, haverá um eixo de rotação numa direção e espera-se que a galáxia seja achatada na direção paralela a este eixo, cujo grau depende da intensidade da rotação global e da massa do sistema. O grau de achatamento será ditado pela velocidade máxima de rotação ao longo do eixo maior $(v_{rot}^{máx})$ e σ_v^0 .

Entretanto apenas esta inspeção não é suficiente, uma vez que galáxias com similar σ_v^0 e elipsidade podem diferir drasticamente na $v_{rot}^{máx}$. Além disso, a velocidade de rotação deveria ser muito mais alta do que a observada para explicar o achatamento das elípticas. Para uma galáxia ser verdadeiramente achatada por rotação, procuramos uma relação independente da inclinação do plano de rotação da galáxia, da razão observada $v_{rot}^{máx} / \sigma_v^0$ e da elipsidade (ϵ) observada da galáxia. A rotação das galáxias E 's é caracterizada pelo parâmetro de rotação, também chamado de parâmetro de anisotropia:

$$\left(\frac{v_{rot}}{\sigma_v} \right) * \equiv \frac{v_{rot}^{máx} / \sigma_v^0}{(v_{rot}^{máx} / \sigma_v^0)_{modelo}}, \quad (3.12)$$

onde o denominador é obtido da Equação 3.13, que é um ajuste dos dados listados por Binney e Marrisfield (1999), de agora em diante BM99, para sistemas oblatos, elipsóides achatados por rotação. Para valores de $(v_{rot}/\sigma_v)^* \approx 1$, dizemos que a galáxia é achatada por rotação. A equação que se ajusta aos dados de BM99 é:

$$\left(\frac{v_{rot}^{máx}}{\sigma_v^0}\right)_{mod} = 3,6124 \varepsilon^3 - 3,1298 \varepsilon^2 + 2,4135 \varepsilon + 0,1115 \quad , \quad (3.13)$$

Dados coletados por BM99 -embora um pouco escassos - mostraram que nas galáxias de brilho intermediário ($-20 < M_B < -18$ magnitudes) há um pico na distribuição de galáxias, com $(v_{rot}/\sigma_v)^* \approx 1$, sendo sistemas achatados por rotação, enquanto que para outras luminosidades esta tendência não se mantém. A inclinação do plano equatorial com respeito a linha-de-visada fará com que, nas elípticas, $(v_{rot}/\sigma_v)^* > 1$. Já $(v_{rot}/\sigma_v)^* \leq 0,7$ certamente indicará anisotropias na distribuição das velocidades estelares na galáxia (Bender, 1988). Para Binggeli (1980), a maioria das galáxias oblatas pertencem aos tipos morfológicos entre $E1$ e $E3$ e possuem grande rotação em torno do eixo menor com $(v_{rot}/\sigma_v)^* \approx 1$.

As galáxias NGC 3904, NGC 5018 e NGC 5576 da nossa amostra são sistemas anisotrópicos, $(v_{rot}/\sigma_v)^* \leq 0,7$, cf. nota-se na Tabela 3.10, NGC 5796 e NGC 5898 têm $(v_{rot}/\sigma_v)^* \approx 0,8$ indicando uma rotação global não desprezível para ambas.

3.5.3 Desalinhamento Cinemático Projetado

Como vimos, valiosas informações cinemáticas podem ser obtidas da espectroscopia de fenda longa aplicada sobre os eixos fotométricos maior e menor das galáxias E 's. Por exemplo, quando ao longo do eixo menor há velocidade de rotação maior do que ao longo do eixo maior, este fenômeno pode ser interpretado como uma evidência de que a galáxia é prolata. A situação contrária indicaria a evidência de um sistema oblato cujo o

eixo cinemático coincide ou não com o eixo menor fotométrico.

Quando um sistema é triaxial, o eixo cinemático e o eixo menor fotométrico podem estar desalinhados por dois motivos (BM99): a) o eixo cinemático não coincide com qualquer um dos três eixos projetados da galáxia; b) em três dimensões, o eixo de rotação de um sistema triaxial pode se posicionar em qualquer direção projetada no plano do céu.

Se tivermos adequadas informações sobre a velocidade bi-dimensional, podemos medir o ângulo entre o eixo cinemático projetado e o eixo fotométrico menor, ψ , chamado de *desalinhamento cinemático projetado*, ou desalinhamento cinemático estimado. Podemos medi-lo através da fórmula:

$$\Psi_{est} = \tan^{-1} \left(\frac{v_{me}}{v_{ma}} \right) , \quad (3.14)$$

onde v_{me} e v_{ma} são as velocidades máximas de rotação medidas ao longo dos eixos menor e maior, respectivamente, sob a linha-de-visada.

Quando $\Psi_{est} \approx 0$ implica sistemas cinematicamente axisimétricos. A maioria das elípticas, todavia, têm $\Psi_{est} > 0$ sugerindo que estes sistemas são triaxiais.

Contudo só podemos obter informações precisas sobre a triaxialidade das galáxias através do *desalinhamento cinemático intrínseco*, que é o ângulo entre o vetor momento angular e a direção do eixo menor da galáxia, o qual não pode ser medido diretamente. Para Franx et al. (1991), pelo menos 35% das elípticas têm *desalinhamento cinemático intrínseco*.

Medimos o desalinhamento cinemático projetado para NGC 3904: $\Psi_{est} \approx (11 \pm 26)^\circ$, para NGC 5018: $\Psi_{est} \approx (25 \pm 19)^\circ$ e para NGC 5898: $\Psi_{est} \approx (30 \pm 6)^\circ$, admitindo-se desalinhamento relativo à direção L-O. Nas galáxias NGC 5576 e NGC 5796 não foi possível fazer este cálculo devido à falta de medida no eixo complementar.

Tais resultados confirmam a anisotropia global cinemática das galáxias NGC 3904, NGC 5018, baseada no cálculo do parâmetro $(v_{rot}/\sigma_v)^*$ e na classificação dinâmica da Seção 3.5.1, e em parte para NGC 5898, o qual vale $(v_{rot}/\sigma_v)^* \approx 0,8$ admitindo-se a direção L-O desalinhada cerca de 30° em relação à projeção do eixo do momento angular intrínseco .

TABELA 3.10 - RESULTADOS CINEMÁTICOS E DINÂMICAS DAS GALÁXIAS ESTUDADAS E COMPARAÇÃO COM OUTROS ESTUDOS

NGC	DIR	AP (^o)	$v_{rot}^{máx}$ (km/s)	σ_v^{0a} (km/s)	σ_v^{0b} (km/s)	$(v_{rot}/\sigma_v)^*_a$	$(v_{rot}/\sigma_v)^*_b$	Referência
3904	MA	8	41 ±5	218 ±4	232 ±4	0,30 ±0,05	0,44 ±0,05	Este Trabalho
	MA	8	63 ±3	197 ±6		0,51 ±0,04 0,31		GES90 DEFIS
	ME	98	8 ±20	212 ±3	222 ±3			Este Trabalho
	^b			215 ±37				7Sam
5018	MA	112	61 ±26	222 ±2	234 ±2	0,47 ±0,20	0,44 ±0,19	Este Trabalho
	^a MA	99	96 ±25	214 ±19		0,76 ±0,27		CD94
	ME	22	29 ±11	205 ±7	210 ±7			Este Trabalho
	^a ME	9	27 ±15	193 ±23				CD94
	^b			210 ±20				CD94
5576	MA	95	30 ±17	184 ±3	136 ±3	0,22 ±0,13	0,29 ±0,17	Este Trabalho
	MA		25 ±20	170 ±10		0,19 ±0,17		Ben88
	MA	90	11 ±3	200 ±20		0,07 ±0,03		BSG94
	^b			187 ±19				7Sam
				196 ±22				TD81
5796	L-O	90	125 ±15	264 ±3	229 ±3	0,76 ±0,10	0,88 ±0,12	Este Trabalho
	^a L-O		66 ±31	^d 269 ±26		0,39 ±0,22		C93
	^b			250 ±25				7Sam
5898	N-S	180	63 ±3	235 ±7	300 ±8	0,88 ±0,07	0,69 ±0,05	Este Trabalho
	^a	152	47 ±12	210 ±5		0,73 ±0,31		Caon
	L-O	90	37 ±7	202 ±11	235 ±11	0,60 ±0,15	0,52 ±0,12	Este Trabalho
	^a	62	40 ±20	213 ±15		0,61 ±0,31		Caon
		150	80 ±?	230 ±10		1,14		BB88
	^b			218 ±22				7Sam

Notas: DIR=direção da fenda; AP=ângulo de posição em relação a direção N-S em graus; $v_{rot}^{máx}$ =velocidade de rotação máxima. As velocidades máximas de rotação e seus erros foram calculados através de ajustes polinomiais de 3^o a 5^o. σ_v^{0a} =dispersão nuclear de velocidades corrigida do efeito de abertura usando os gradientes médios da σ_v da literatura, σ_v^{0b} =idem, corrigido com gradientes de σ_v deste trabalho; $(v_{rot}/\sigma_v)^*_a$ =parâmetro de rotação calculado com σ_v^{0a} , $(v_{rot}/\sigma_v)^*_b$ =parâmetro de rotação calculado com

σ_v^{0b} ; referências: DEFIS=Davies et al. (1983); GES90= Gorgas et al. (1990); Ben88=Bender (1988); BSG94=Bender et al. (1994); BCGR88=Bertola et al. (1988); CD94=Carollo e Danziger (1994); C93=Carollo et al. (1993); BB88=Bertola e Bettolini (1988); 7Sam=Davies et al. (1987); TD81=Tonry e Davis (1981); Caon=Caon et al. (2000). a) $v_{rot}^{máx}$ calculada por nós com ajuste polinomial de 3° a 5° usando dados dos autores, σ_v^0 não está corrigido do efeito de abertura; b) obtido pela média de quatro posições; c) média de vários AP's; d) sem corrigir o efeito de abertura.

3.6 DISCUSSÕES

Para a estimativa dos erros dos gradientes das σ_v 's são levados em consideração os erros nos logarítmicos da σ_v no processo de ajuste por mínimos quadrados. O erro na σ_v é primeiramente estimado em função do S/R espectral e, posteriormente, em função da σ_v . Através das Equações 3.9.a-e percebemos que aberturas com razões S/R próximos, porém com diferentes valores da σ_v , podem ter um valor bem diferente no erro da σ_v . Isso implica que ao realizar os ajustes lineares dos gradientes da σ_v por mínimos quadrados, em que os erros de $\log\sigma_v$ são considerados, encontramos valores diferentes para os gradientes quando o peso dos erros foi considerado. Por esta razão, fizemos, para NGC 3904 ME, o cálculo do gradiente da σ_v sem levar em conta o peso desses erros. Para esta mesma galáxia também calculamos o gradiente da σ_v apenas para as aberturas internas a $r < 0,55r_e$.

NGC 3904: a extração espectral se restringiu a uma região menor que $r=0,8r_e$ no ME e $r=0,5r_e$ no MA. Quanto à dinâmica, esta galáxia tem uma pequena rotação no MA,

$$v_{rot}^{máx} = 41 \pm 5 \text{ km/s, e não tem rotação significativa no ME, } v_{rot}^{máx} = 8 \pm 20 \text{ km/s. O comportamento radial da } \sigma_v \text{ é praticamente constante em ambos os eixos (Tabela 3.8). Porém, se calcularmos o gradiente da } \sigma_v \text{ sem considerarmos os pesos dos erros em Log } \sigma_v,$$

o comportamento radial da σ_v torna-se levemente crescente em direção ao centro,

$$d\text{Log } \sigma / d\text{Log } r = -0,037 \pm 0,019 \text{ no eixo maior. Desta forma, classificamos esta galáxias como do tipo (c), Seção 3.5.1. O parâmetro de rotação, usando } \sigma_v^0 \text{ calculado por nós}$$

é: $(v_{rot}/\sigma_v)^* = 0,44 \pm 0,05$, indicando um sistema com anisotropia na distribuição das velocidades estelares. Com os dados de Gorgas et al. (1990), de agora em diante GES90, encontramos $(v_{rot}/\sigma_v)^* = 0,51 \pm 0,04$, um pouco diferente do nosso, possivelmente devido ao raio de extração espectral da nossa análise ter se restringido a $r < 0,5 r_e$ no MA. Porém, este valor está próximo do valor obtido por Davies et al. (1983): 0,31 se considerarmos nosso $(v_{rot}/\sigma_v)^*$ calculado com σ_v^0 obtido usando o $\nabla\sigma_v$ médio da literatura. O desalinhamento cinemático estimado, $\Psi_{est} = (11 \pm 26)^\circ$, tem um erro maior que a medida. Sendo assim, não podemos dizer com absoluta certeza se há ou não desalinhamento cinemático. Segundo Koprolin e Zeilinger (2000), NGC 3904, diferentemente do restante da galáxia, tem rotação dentro de $r=6$ seg. de arco, indicando um núcleo desacoplado cinematicamente. Porém, com as nossas medidas, não é possível fazer tal conclusão.

NGC 5018: dentre todas as galáxias da nossa amostra, NGC 5018 provavelmente é a mais estudada e a mais complexa. Possui uma rotação baixa em torno do eixo maior,

$$v_{rot}^{m\acute{a}x} = 61 \pm 26 \text{ km/s} , \text{ enquanto que no eixo menor a rotação é menor ainda:}$$

$$v_{rot}^{m\acute{a}x} = 15 \pm 20 \text{ km/s} , \text{ os quais comparados com o estudo de CD94 estão de acordo,}$$

considerando os erros (Tabela 3.10) e observando que o AP da fenda nas observações de CD94 tem uma diferença de 13° . O comportamento radial da σ_v é praticamente constante ao longo do eixo MA e com gradiente estranhamente positivo no ME. Sua curva de rotação sugere um núcleo desacoplado cinematicamente (NDC) do tipo (a) (Seção 3.5.1), pois a rotação do núcleo é diferente do restante da galáxia. Isso implica que esta galáxia seja resultado da fusão de outras duas. Além dos resultados de CD94 confirmarem esta conclusão, um outro sinal de interação dinâmica é a presença de camadas (*shell*, em inglês) na sua distribuição de brilho superficial cf. compilado por Malin e Carter (1983). O parâmetro de rotação, usando o valor da σ_v^0 calculado por nós é:

$(v_{rot}/\sigma_v)^* = 0,44 \pm 0,19$, indicando anisotropia na distribuição de velocidades, enquanto que para CD94 $(v_{rot}/\sigma_v)^* = 0,76 \pm 0,27$. Esta ligeira diferença, para mais, se

deve ao fato das medidas de CD94 serem obtidas além de $1 r_e$ ($r=50''$), enquanto as nossas foram até pouco mais de $20''$, e também devido a σ_v^0 de CD94 não estar corrigido do efeito de abertura. O $\Psi_{est}=(25\pm 19)^\circ$ tem um erro da mesma ordem que a medida, sendo assim, não podemos dizer com certeza se é um sistema aximétrico ou triaxial. CD94 sugere que esta galáxia seja um rotante oblato. Porém, considerando que para ser um rotante oblato devemos ter $(v_{rot}/\sigma_v)^* \approx 1$ (Bender, 1988), não podemos chegar a esta conclusão, mesmo considerando o erro máximo para *mais* em nossa medida.

NGC 5576: apenas o eixo maior desta galáxia foi analisado. Seu ME dessa galáxia foi observado, mas devido a problemas na extração dos espectros, ele foi rejeitado. Os espectros externos ($r > 0,5 r_e$) foram extraídos com razão S/R bem maiores do que outras galáxias (S/R=31). Dentro do raio observado ($r \approx 1 r_e$) a $v_{rot}^{máx} = 30 \pm 17 \text{ km/s}$, concordando com Bender (1988). NGC 5576 possui o maior gradiente logarítmico (dentre nossa amostra) da dispersão de velocidades em módulo: $-0,20 \pm 0,02$. O parâmetro de rotação $(v_{rot}/\sigma_v)^* = 0,29 \pm 0,17$ indica anisotropia na distribuição de velocidades. Este valor está de acordo com o observado por Bender (1988): $(v_{rot}/\sigma_v)^* = 0,19 \pm 0,17$ e próximos aos valores calculados para os dados de Bender et al. (1994) (BSG94):

$(v_{rot}/\sigma_v)^* = 0,07 \pm 0,03$. Como nossas observações têm uma melhor resolução angular, melhor escala espacial (BSG94: escala: $3,6''/\text{pix}$, nossa $= 1''/\text{pix}$), e largura de fenda diferentes (BSG94 largura de fenda $= 3,0''$, nossa $= 2,0''$) e o nosso tempo de observação (3600s) é o dobro do tempo de BSG94 (1800s), nossos dados podem ser considerados mais seguros do que os deles. Como não existe evidência de rotação no eixo menor (Bertola et al. 1988), usando este pressuposto, $\Psi_{est} \approx 0^\circ$, sugerindo que este sistema seja axisimétrico com baixíssima rotação global líquida, em desacordo com nossa classificação dinâmica da Seção 3.5.1: tipo (c).

NGC 5796 (direção L-O): é a galáxia mais isolada da nossa amostra e também a de maior velocidade de rotação: $v_{rot}^{máx} = 125 \pm 15 \text{ km/s}$. O gradiente logarítmico da dispersão de velocidades também é grande comparado com a nossa amostra: $-0,195 \pm 0,022$.

Tanto a curva de rotação quanto o perfil radial da σ_v estão de acordo com C93, dentro do raio estudado por eles: $\approx 10''$ (Figuras 3.7 e 3.12). Desta forma, classificamos esta galáxia como do tipo (c) ou (d), Seção 3.5.1. Podemos considerar NGC 5796 no limiar de um sistema oblato achatado por rotação, pois seu parâmetro de rotação é próximo de 1,0: $(v_{rot}/\sigma_v)^* = 0,88 \pm 0,12$, usando σ_v^0 calculado por nós. Este resultado não está de acordo com o valor calculado ao usar os dados de C93. Isto se deve ao fato de eles terem observado uma região menor que a nossa, apenas até $r=10''$ e também por que σ_v^0 de C93 não está corrigido do efeito de abertura.

NGC 5898: Os espectros da direção N-S apresentaram razão S/R muito baixa na região mais externa que $r=0,42r_e^{cor}$. Então usamos apenas os espectros de aberturas com raio até $\approx 0,41 r_e$, onde o $S/R \geq 18$. Na direção L-O extraímos espectros até $r \approx 0,57r_e$. O valor da dispersão de velocidades central da direção N-S ficou bem acima do valor da direção L-O. Nestas mesmas regiões medimos $v_{rot}^{max} = 63 \pm 3$ km/s na direção N-S e $v_{rot}^{max} = 37 \pm 7$ km/s na direção L-O. Apesar do ângulo de posição dos dois outros estudos serem diferentes, 30° em ambas direções no estudo de Caon (2000) e 28° no estudo de Berola e Bettoni (1988), os valores da v_{rot}^{max} dentro de $\approx 0,5 r_e$ ($\approx 10''$) são próximos, cf. podemos notar nas Figura 3.7 e 3.12. Podemos classificá-la dinamicamente com do tipo (d), rotação global. Admitindo-se desalinhamento na direção L-O, $\Psi_{est} \approx (30 \pm 15)^\circ$, esta galáxia tem os eixos desalinhados de 30° . Para reforçar esta hipótese, no catálogo LEDA (*Lyon-Meudon Extragalactic Database*), NGC 5898 tem direção do eixo fotométrico maior medido: $AP = 37^\circ$, dando consistência na direção do desalinhamento escolhido. NGC 5898 pode ser um sistema com rotação global não desprezível. Há possibilidade, todavia, de existir uma simetria axial conjugada com a triaxialidade.

CAPÍTULO 4

ÍNDICES ESPECTRAIS DE LICK

*Nunca encontrei uma pessoa tão ignorante que não pudesse ter aprendido algo com sua ignorância.
Galileu Galilei*

Os índices Lick são medidas das intensidades de 25 bandas moleculares e/ou linhas atômicas em absorção obtidos de espectros estelares observados no Observatório Lick, daí o seu nome. No âmbito da síntese de população estelar estes índices são úteis para prever a intensidade que uma determinada linha espectral teria para uma população estelar com uma certa idade e metalicidade. Com as medidas destes índices, podemos estudar as abundâncias químicas e inferir a forma de enriquecimento do MI (se através de SN-Ia ou SN-II) e até mesmo o cenário de formação do sistema estelar: fusão de duas ou mais galáxias ou colapso monolítico dissipativo. Por meio de um programa especialmente criado para este fim, medimos todos os índices Lick em todos os espectros de aberturas das galáxias observadas (Seção 4.2) e fizemos a transformação para o Sistema Lick (Seção 4.3), pois a nossa resolução espectral (6,1-7,4 Å LTMA) é maior do que a desse Sistema (8,4-11,5 Å, LTMA). Posteriormente obtivemos os gradientes radiais para cada um dos índices analisados neste trabalho (Mg_2 , Mg b, $\langle Fe \rangle$, Na D, $H\beta$, $H\gamma_A$, $H\delta_A$, $H\gamma_F$ e $H\delta_F$) e calculamos os índices nucleares corrigidos do efeito de abertura (Seção 4.5). Na última seção analisamos os resultados para cada galáxia.

4.1 INTRODUÇÃO AOS ÍNDICES ESPECTRAIS DE LICK

Os índices espectrais de Lick, Sistema Lick ou simplesmente índices Lick, são medidas das intensidades de determinadas bandas moleculares e/ou linhas atômicas em absorção, originalmente definidos por Worthey et al. (1994) -exceto Mg_2 , que foi redefinido- me-

dados em uma amostra de estrelas observadas no Observatório Lick, EUA, pelo *Grupo Lick*, (Burstein et al. 1984, 1986; Faber et al. 1977, 1985, 1989; Gorgas et al. 1993; Worthey et al. 1992), daí o seu nome. Alguns trabalhos também fornecem as intensidades destas bandas/linhas de absorção como função da temperatura, gravidade e metalicidade estelares. Um dos seus propósitos é prever a intensidade que uma determinada linha espectral teria para uma população estelar simples (PES) com certa idade e metalicidade, Worthey et al. (1994). Veja o Capítulo 5 para a comparação dos índices Lick com modelos de PES.

Inicialmente foram definidos 21 índices, baseados nos espectros de 460 estrelas, observadas com o Telescópio *Shane* de 3 m (*Lick Observatory*), equipado com um *Image Dissector Scanner* (IDS) com resolução espectral de 8,4-11,5 Å (LTMA). Posteriormente, Worthey e Ottaviani (1997) acrescentaram 4 índices relacionados a 2 linhas da série de Balmer do Hidrogênio (H δ e H γ), úteis como indicadores de idades de populações estelares, redefinindo 13 dos 21 índices de Worthey et al. (1994), recebendo o nome de Sistema Lick Expandido. Dentre os índices estudados aqui, apenas Na D foi redefinido.

Os índices espectrais de Lick são calculados com base nas larguras equivalentes de linhas atômicas e/ou bandas moleculares. Para absorções espectrais estreitas, de espécies atômicas, o índice é dado em largura equivalente (LE ou EW, sua sigla equivalente em inglês) e expresso em unidades de Å. Já para as absorções mais alargadas, exatamente de bandas moleculares, o índice é expresso, por razões históricas, em unidades de magnitudes (Tabela 4.1).

A largura equivalente dos índices é calculada integrando-se o fluxo relativo ao contínuo local:

$$LE = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \left(1 - \frac{F_\lambda}{F_{\lambda_c}} \right) d\lambda \quad , \quad (4.1)$$

onde F_{λ_c} = fluxo no contínuo local e F_λ = fluxo espectral (Figura 4.1) e λ_1, λ_2 = limites

em comprimento de onda da banda do índice, definindo a banda de passagem da absorção, no caso dos índices Lick, coluna *Banda de passagem do Índice* da Tabela 4.1.

Um contínuo local de um índice Lick, por definição, é uma linha reta traçada entre os pontos médios de cada janela dos pseudos-contínuos, vermelho e azul. O ponto médio, por sua vez, é definido como o ponto central do fluxo médio do pseudo-contínuo em cada lado da banda. Uma reta é traçada entre esses dois pontos médios criando, assim, o contínuo local da bandaⁱ (Figura 4.1).

Os índices medidos em magnitudes são calculados pela seguinte expressão:

$$Mag = -2,5 \log \left[\left(\frac{1}{\lambda_2 - \lambda_1} \right) \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{F_\lambda}{F_{\lambda_c}} d\lambda \right], \quad (4.2)$$

onde $(\lambda_2 - \lambda_1)$ é a largura da banda da absorção usada para cada índice. Por exemplo, para o $H\gamma_A$, onde o subscrito A indica a banda mais larga, $(\lambda_2 - \lambda_1)$ é 4363,50-4319,75 Å perfazendo uma largura de banda igual a 43,75 Å. Os fluxos, F_{λ_c} e F_λ , são preferencialmente expressos em contagens de unidades analógico-digitais (em inglês: *ADU = Analogic-to-Digital Unit*), não precisando ser calibrados pois as janelas dos contínuos, situadas bem próximas à banda do índice, definem um contínuo local.

Os erros dos índices Lick (σ) foram estimados como função da razão $S/R(\text{Å}^{-1})$ média, medidas nas duas bandas dos pseudo-contínuo do índice, cf. Cardiel et al. (1998). Para os índices medidos em unidade de Å (I_a), temos:

$$\sigma [I_a] = \frac{c_1 - c_2 [I_a]}{S/R}, \quad (4.3)$$

onde a razão $S/R(\text{Å}^{-1})$ é dada pela Equação 2.1 e as constantes c_1 e c_2 são definidas como:

i O contínuo local da banda também poderia ser chamado de pseudo-contínuo da banda, uma vez que é uma linha traçada entre dois pseudos-contínuos, o azul e o vermelho, que por simplificação, na Tabela 4.1, chamamos-os de contínuos azul e vermelho.

$$c_1 = \Delta\lambda_i c_2 \quad , \quad (4.3.a)$$

$$c_2 = \sqrt{\frac{1}{\Delta\lambda_i} + \left(\frac{\lambda_v - \lambda_i}{\lambda_v - \lambda_a}\right)^2 \frac{1}{\Delta\lambda_a} + \left(\frac{\lambda_i - \lambda_a}{\lambda_v - \lambda_a}\right)^2 \frac{1}{\Delta\lambda_v}} \quad , \quad (4.3.b)$$

sendo $\Delta\lambda_i$, $\Delta\lambda_a$ e $\Delta\lambda_v$ as larguras da banda do índice, dos pseudo-contínuos azul e vermelho, respectivamente, e λ_i , λ_a e λ_v são os comprimentos de onda médios da banda do índice, dos pseudo-contínuos azul e vermelho, respectivamente.

Similarmente, para os erros dos índices Lick medidos em unidade magnitudes (I_m), temos:

$$\sigma[I_m] = 2,5c_2 \log_{10} e \quad . \quad (4.3.c)$$

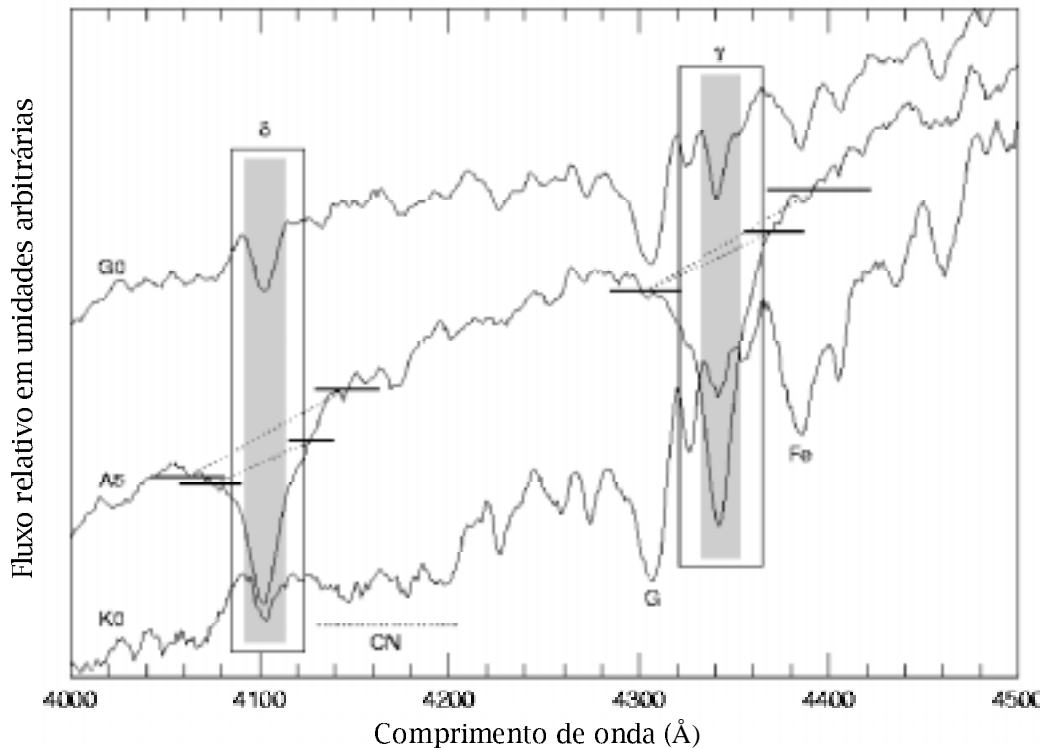


Fig. 4.1 - Espectro estelar representativo de quatro índices da Série de Balmer do Hidrogênio. As linhas horizontais são os pseudos-contínuos locais com seus respectivos fluxos médios. As linhas dos contínuos são mostradas pelas retas pontilhadas (F_{λ_c}), que conectam os pontos médios dos pseudos-contínuos.

FONTE: Adaptado de Worthey e Ottaviani (1997).

4.2 POR QUÊ E QUAIS OS ÍNDICES LICK MEDIDOS?

A grande maioria das linhas de absorções observadas nos espectros ópticos integrados das galáxias é originada nas fotosferas estelares. Estas linhas são alargadas devido à dispersão de velocidades das estrelas na linha-de-visadaⁱ. Suas intensidades e perfis são funções da temperatura efetiva das estrelas, da gravidade superficial estelar e da abundância química fotosférica dos elementos formadores. Por isso, nos espectros integrados de um sistema estelar (galáxias ou aglomerado estelar), os índices Lick são sensíveis à idade, à metalicidade e às razões de abundância química estelares.

ⁱ As linhas de absorções são também alargadas por micro e macro-turbulência termodinâmica e por rotação estelar, porém em menor escala.

A Figura 4.2 mostra cada região da banda de passagem de 16 índices Lick (áreas hachuradas), superpostas em diferentes tipos espectrais estelares, além das linhas H+K do CaII. Pretende-se assim mostrar a intensidade dos índices como função do tipo espectral estelar. Note como a linha H β ($\lambda \approx 4861 \text{ \AA}$) é muito intensa para estrelas mais quentes (A2 V) e jovens. Por essa razão, H β consiste em um bom indicador de idade. Já as absorções dos índices Fe5270 (FeI $\lambda 5270 \text{ \AA}$) e Fe5335 (FeI $\lambda 5335 \text{ \AA}$) e Mg₂ ($\lambda \approx 5175 \text{ \AA}$) são mais sensíveis para estrelas frias (K V), consistindo em bons indicadores de metalicidade para sistemas estelares evoluídos.

Com um programa especialmente criado para este fim, medimos todos os 20 índices de metalicidade e os 5 da série de Balmer do Hidrogênio (Seção 4.2.2), quando possíveis. Devido ao longo tempo que levaríamos para analisar todos os gradientes dos índices e fazer as comparações com modelos de PES entre eles, além de que alguns tiveram transformações ao Sistema Lick ruins (Seção 4.3), analisamos apenas os principais indicadores que são: região vermelha: $\langle \text{Fe} \rangle$, Mg₂, Mg b, Na D e H β ; região azul: $\langle \text{Fe} \rangle$, Mg₂, Mg b, H β , H γ_A , H δ_A , H γ_F e H δ_F . Todos estes indicadores têm suas espécies atômicas ou moleculares, bandas e contínuos definidos na Tabela 4.1. Os dados completos dos índices Lick, tanto os analisados como os apenas calculados, são apresentados no Apêndice D.

4.2.1 OS INDICADORES DE ABUNDÂNCIA QUÍMICA ESTELAR Mg₂, $\langle \text{Fe} \rangle$ E Na D

Como dissemos na Seção 1.4, os índices Mg₂ e $\langle \text{Fe} \rangle$ são os principais indicadores de metalicidade estelar; indicando o tipo predominante de enriquecimento químico do MI, se por SN-Ia ou SN-II.

O Na D é dependente da gravidade superficial das estrelas, enquanto o $\langle \text{Fe} \rangle$ é insensível (Faber et al. 1985). O Na D também é influenciado pela abundância química de Na da componente fria do MI, caso exista em quantidade apreciável. Sua medida também pode ser afetada pelas linhas interestelares do dubleto de NaI da Galáxia quando há so-

breposições delas na janela azul do contínuo deste índice, em função do deslocamento para o vermelho do espectro analisado.

Galáxias elípticas gigantes possuíram, no passado, um número maior de estrelas massivas, que originaram mais SN-II do que outras galáxias. Logo, houve uma produção maior de elementos leves. Em outro cenário, é possível que exista um mecanismo que retenha mais Mg do que Fe, o que pode ocorrer se essas galáxias foram formadas por fusão. Essas fusões dispararam a formação de estrelas e SN's que varreram para fora da galáxia, por ventos de SN-II, a matéria do MI previamente rica em Fe. Desta maneira, as próximas gerações de estrelas poderão ser preferencialmente ricas em Mg. Este é um dos cenários explicados por Worthey et al. (1992), no qual outras propriedades do acoplamento dinâmico entre ventos e estruturas galácticas devem ser considerados.

4.2.2 OS INDICADORES DE IDADE ESTELAR $H\beta$, $H\delta$ e $H\gamma$

Sabe-se que estrelas quentes têm fortes absorções por linhas da série de Balmer do Hidrogênio. O índice $H\beta$ ($\lambda 4862 \text{ \AA}$) foi o primeiro índice da série de Balmer do H definido por W94. Ele é útil ao estudo da degenerescência entre idade e metalicidade das populações estelares, pois sua intensidade indica a presença ou não de estrelas quentes na sua distribuição estelar. Quanto mais jovem é uma população estelar, mais estrelas quentes estão presentes na SP. Consequentemente, o espectro integrado da galáxia terá uma contribuição significativa nesta distribuição estelar.

Posteriormente, WO97 definiram mais 4 indicadores de idade, medidos em uma amostra de 455 estrelas do Sistema Lick/IDS, ampliando para 25 índices os 21 já existentes. Foram definidas duas larguras de banda de índice para cada uma das linhas $H\delta$ e $H\gamma$: as mais estreitas ($\approx 20 \text{ \AA}$) e as mais amplas ($\approx 40 \text{ \AA}$), sendo simbolizadas por $H\delta_F$, $H\gamma_F$, $H\delta_A$ e $H\gamma_A$, onde os subscritos F e A significam banda estreita e banda larga, respectivamente.

Devido ao alargamento espectral provocado pela cinemática estelar (ou σ_v) nas galáxias,

a medida de linhas estreitas torna-se uma tarefa difícil. O índice $H\gamma_{HR}$ (onde o subscrito significa “*high resolution*”), que apresenta alta resolução e tem largura de banda de 3,74 Å, definido por Jones e Worthey (1995), é extremamente útil para resolver a degenerescência entre idade e metalicidade, porém, não existe o seu índice sintetizado nos modelos de PES de Vazdekis (2001) - Seção 5.1. Por esta razão, e pela alta resolução espectral requerida, não o calculamos. Dentre os índices da Série de Balmer, o $H\beta$ é o mais afetado pela emissão de gás ionizado e, em menor grau, pela metalicidade, através de linhas de metais que estão dentro da região da largura da banda. Contudo, como galáxias *E's* podem apresentar emissão nebular não desprezível, isso é um problema, pois esta emissão pode falsear a verdadeira intensidade do índice. As linhas de Balmer $H\delta$ e $H\gamma$ também não estão imunes aos efeitos da metalicidade, mas são menos sensíveis à contaminação por linhas nebulares do que $H\beta$ e $H\alpha$, González (1993) e WO97.

Na Figura 4.1 pode-se notar que, com exceção dos índices da série de Balmer do Hidrogênio, i.e. $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$, a maioria dos índices aumenta de intensidade na direção das estrelas mais frias e tardias (de A2 V a M0 V).

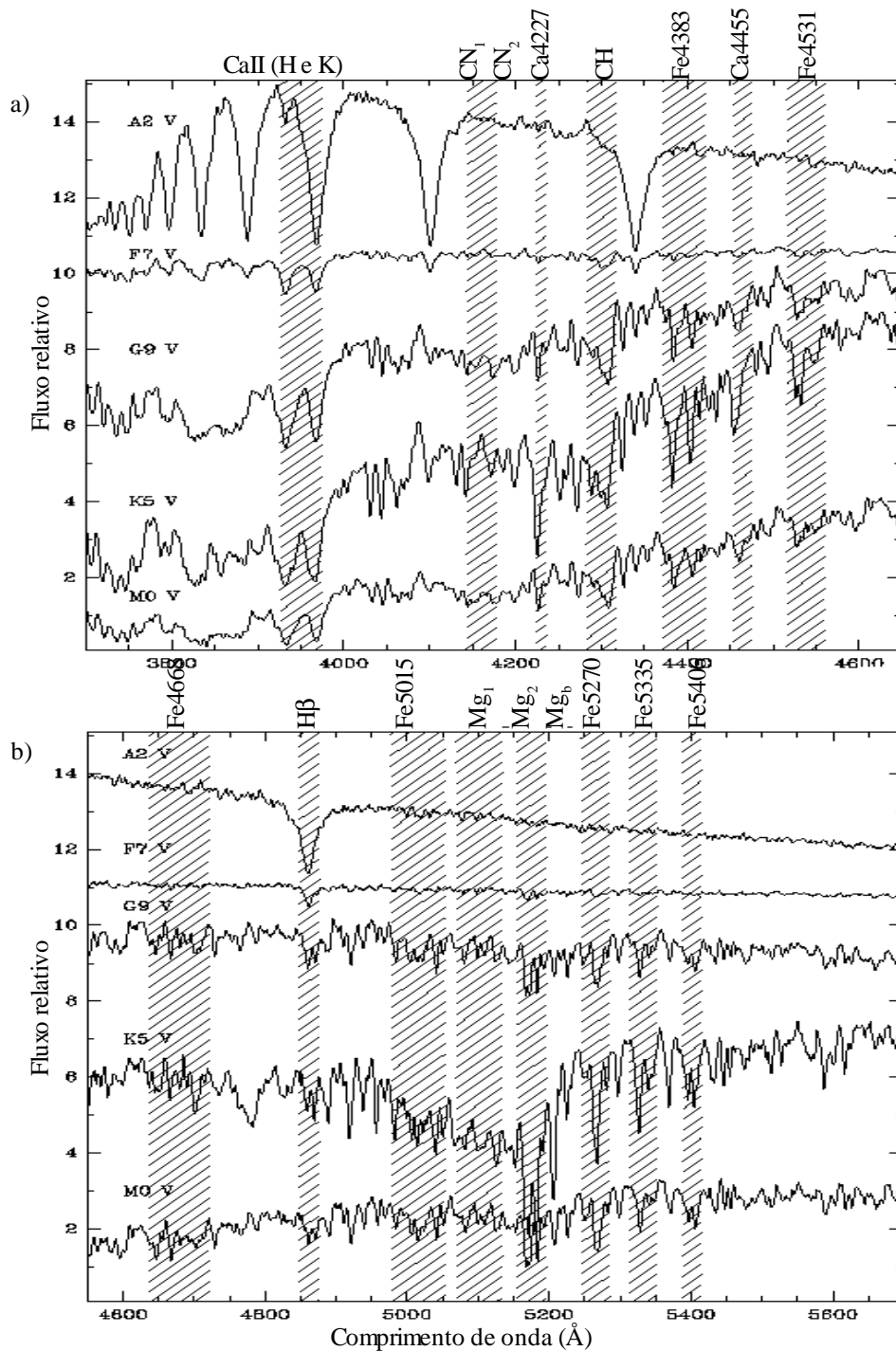


Fig. 4.2 - Comparação das absorções dos índices Lick entre estrelas de diferentes tipos espectrais. As linhas H+K do CaII, em torno de 3935 Å, não fazem parte dos índices Lick.

FONTE: Adaptado de Longhetti et al. (1998).

TABELA 4.1 - DEFINIÇÕES DAS JANELAS DE CONTÍNUO E BANDAS DE PASSAGENS DOS ÍNDICES LICK

Nº	Nome	Un	Espécies Atômicas ou Moleculares	Contínuo Azul (Å)	Banda de passagem do Índice (Å)	Contínuo Vermelho (Å)
1	CN ₁	mag	CN, TiI, FeI	4080,125-4117,625	4142,125-4177,125	4244,125-4284,125
2	CN ₂	mag	CN, TiI, FeI	4083,875-4096,375	4142,125-4177,125	4244,125-4284,125
3	Ca4227	Å	CaI, FeI	4211,000-4219,750	4222,250-4234,750	4241,000-4251,000
4	G4300	Å	Banda CH, FeI	4266,375-4282,625	4281,375-4316,375	4318,875-4335,125
5	Fe4383	Å	FeI	4359,125-4370,375	4369,125-4420,375	4442,875-4455,375
6	Ca4455	Å	CaI, FeI, NiI, TiII, MnI, VI	4445,875-4454,625	4452,125-4474,625	4477,125-4492,125
7	Fe4531	Å	FeI, TiI	4504,250-4514,250	4514,250-4559,250	4560,500-4579,250
8	Fe4668	Å	FeI, CrI, TiI, MgI, NiI, C ₂ ,	4611,500-4630,250	4634,000-4720,250	4742,750-4756,500
9	H β	Å	H β , FeI	4827,875-4847,875	4847,875-4876,625	4876,625-4891,625
10	Fe5015	Å	FeI, TiI, NiI	4946,500-4977,750	4977,750-5054,000	5054,000-5065,250
11	Mg ₁	mag	MgH, FeI, NiI	4895,125-4957,625	5069,125-5134,125	5301,125-5366,125
12	Mg ₂	mag	MgH, MgI, FeI	4895,125-4957,625	5154,125-5196,625	5301,125-5366,125
13	Mg b	Å	MgI	5142,625-5161,375	5160,125-5192,625	5191,375-5206,375
14	Fe5270	Å	FeI, CaI	5233,150-5248,150	5245,650-5285,650	5285,650-5318,150
15	Fe5335	Å	FeI	5304,625-5315,875	5312,125-5352,125	5353,375-5363,375
16	Fe5406	Å	FeI, CrI	5376,250-5387,500	5387,500-5415,000	5415,000-5425,000
17	Fe5709	Å	FeI, MgI, NiI, CrI	5672,875-5696,625	5696,625-5720,375	5722,875-5736,625
18	Fe5782	Å	FeI, CrI, CuI	5765,375-5775,375	5776,625-5796,625	5797,875-5811,625
19	Na D	Å	NaI(D ₁ e D ₂)	5860,625-5875,625	5876,875-5909,375	5922,125-5948,125
20	TiO ₁	mag	TiO	5816,625-5849,125	5936,625-5994,125	6038,625-6103,625
21	TiO ₂	mag	TiO	6066,625-6141,625	6189,625-6272,125	6372,625-6415,125
22	H δ_A	Å	H δ	4041,600-4079,750	4083,500-4122,250	4128,500-4161,000
23	H γ_A	Å	H γ	4283,500-4319,750	4319,750-4363,500	4367,250-4419,750
24	H δ_F	Å	H δ	4057,250-4088,500	4091,000-4112,250	4114,750-4137,250
25	H γ_F	Å	H γ	4283,500-4319,750	4331,250-4352,250	4354,750-4384,750

Notas: N° =número do índice; U_n =unidade de medida do índice: mag=magnitudes ou Å=ângstrons. Os contínuos azul e vermelho indicam os domínios nos quais se calculará o ponto médio à esquerda e à direita, respectivamente, da banda do índice. Os sufixos D1 e D2 do Na significam que são as duas linhas mais intensas do dubleto do Na . A letra D tem origem no trabalho de Fraunhofer (1787-1826) identificou as linhas mais intensas do espectro solar e deu a elas as letras A, B, C, D...

FONTE: Worthey e Ottaviani (1997).

4.3 TRANSFORMAÇÃO PARA O SISTEMA LICK E CÁLCULO DOS ERROS

Para utilizarmos modelos de populações estelares ou comparar com resultados prévios, devemos transformar nossos dados para o Sistema Lick. Uma transformação cuidadosa é necessária pois os resultados (metalicidade, idade e razões de abundância) dependem frequentemente da medida dos índices com boa precisão. Portanto, os erros sistemáticos são importantes (Worthey e Ottaviani, 1997).

Os índices Lick foram definidos em espectros com resolução entre 8,4-11,5 Å (LTMA). Os espectros originais das estrelas Lick são obtidos na URL: <http://astro.wsu.edu/worthey/html/system.html>. Como nossos espectros têm resolução de 6,1-7,4 Å (LTMA), devemos transformá-los à resolução espectral de Lick. Para tanto, fazemos um alargamento artificial, tanto dos espectros estelares como dos espectros das galáxias. Este procedimento usa as mesmas estrelas e o mesmo método apresentado na Seção 3.3.

Primeiramente devemos aplicar o alargamento espectral necessário por meio de convolução gaussiana. Desta forma, calculamos a diferença quadrática entre a LTMA média dos picos das correlações dos espectros das estrelas de Lick, denominada aqui apenas por L , com os espectros das estrelas da nossa amostra e a média das LTMA's das auto-correlações dos espectros das estrelas observadas, denominada aqui apenas por N . Assim temos:

$$\sigma_{alarg} = \sqrt{L^2 - N^2} \quad , \quad (4.4)$$

onde σ_{alarg} = largura σ de um alargamento gaussiano. Os resultados destas auto-correlações estão no Apêndice B.

Calculamos a dispersão do alargamento gaussiano em unidades de pixel, $\sigma_{alarg}(\text{pixel})$, usando o alargamento em unidades de km/s, $\sigma_{alarg}(\text{km/s})$, por meio da Equação 3.8. Este alargamento foi feito usando a tarefa *gauss* do IRAF. A Tabela 4.2 fornece seus valores para cada região espectral.

TABELA 4.2 - ALARGAMENTOS ESPECTRAIS RESULTANTES

Região(Noite)	LTMA _{Lick} [*] (km/s)	LTMA _* [*] (km/s)	σ_{alarg} (km/s)	σ_{alarg} (pixel)
Vermelha(07-08/04)	291	247	154	1,380
Azul (09/04)	264	223	141	1,126

Nota: σ_{alarg} = dispersão ou largura do alargamento gaussiano. LTMA_{Lick}^{*}=L e LTMA_{*}^{*}=N, cf. definições referentes à Equação 4.4.

Com os espectros das estrelas já corrigidos do efeito Doppler, fizemos seus alargamentos e posteriormente as CC's com os espectros estelares não alargados para constatar se as convoluções gaussianas foram bem sucedidas (Tabela 4.3).

TABELA 4.3 - RESULTADOS DAS CORRELAÇÕES CRUZADAS ENTRE OS ESPECTROS ESTELARES CONVULUÍDOS PARA A RESOLUÇÃO DE LICK E OS NÃO CONVULUÍDOS

Espectro Convoluído	Espectro não con- voluído	R	Altura _{pico}	LTMA _{pico} (km/s)
Hr5366vg	HR5366	78,08	0,940	288
Hr5370vg	HR5370	58,47	0,935	292
Hr4932vg	HR4932	112,56	0,947	292
Média				291

Nota: neste exemplo, é feita a verificação da resolução espectral resultante obtida a partir da convolução gaussiana para a região vermelha. Legenda cf. Tabela 3.1.

Conforme os dados das Tabelas 4.2 e 4.3, o alargamento gaussiano mostrou-se adequado para colocarmos os espectros observados na resolução de Lick, visto que a correlação cruzada dos espectros alargados contra os espectros sem alargamento forneceu, em média, a mesma LTMA de pico da FCC que a correlação dos espectros Lick com os nossos espectros não alargados.

Para cada região espectral, convoluímos os espectros das galáxias com gaussianas de larguras $\sigma_{\text{alarg}}(\text{pix})$ apresentadas na Tabela 4.2. Fizemos a correção do efeito Doppler das galáxias e posteriormente medimos os índices Lick usando um programa específico para esta finalidade. Estes índices ainda não estão transformados para o Sistema Lick. Para tanto, devemos ainda fazer uma *transformação linear* e a *correção da dispersão de velocidades estelares* dos nossos índices.

A transformação linear é feita por meio da comparação dos índices Lick medidos para todos os espectros das estrelas da nossa amostra (LNA), em comprimento de onda de repouso, com os índices dos espectros correspondentes das mesmas estrelas medidos no próprio Sistema Lick. De posse destes índices, comparamos num gráfico os índices calculados por nós e os índices de Lick. A Figura 4.3 apresenta, como exemplo, o gráfico para a transformação linear do índice H β . Para a transformação linear deste índice, usamos suas medidas correspondentes a 6 estrelas observadas durante as três noites.

As transformações lineares, para maioria dos índices, foram feitas usando todas as estrelas observadas numa dada região: 4 estrelas para a região vermelha ou 6 estrelas para a região azul. Em alguns casos, onde a falta de homogeneidade nos parâmetros estelares afetam as medidas de alguns índices (como por exemplo: uma estrela do tipo F juntamente com 3 estrelas do tipo K podem afetar a transformação do índice H β , pois a temperatura influencia a medida deste índice), eliminamos tal(is) estrela(s) e juntamos os índices estelares de uma região com os índices estelares da outra região quando necessário. Eliminamos também as medidas que tinham resíduos nos ajustes maiores que 2

desvios padrão (2σ). A Tabela 4.4 apresenta os coeficientes dos ajustes das transformações lineares e das correções do efeito da dispersão de velocidades para cada índice em cada região. A transformação linear é considerada bem sucedida quando o coeficiente angular do ajuste ficar entre 0,80 e 1,20.

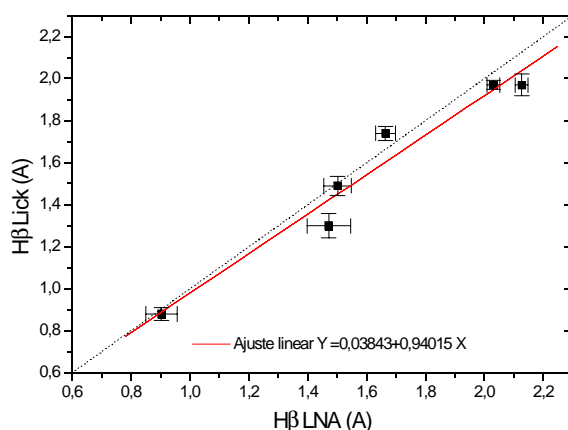


Fig. 4.3 - Ajuste linear para transformação do índice $H\beta$ ao Sistema Lick. Os pontos são as interseções entre os índices estelares dos espectros medidos por nós (LNA) e os índices de Lick para cada estrela das 3 noites. A linha tracejada representa uma transformação em que $H\beta_{LNA} = H\beta_{Lick}$.

A correção da dispersão de velocidades estelares corresponde a uma correção para $\sigma_v=0$, ou seja, ela objetiva expressar os valores dos índices retirando totalmente o efeito do alargamento espectral das medidas deles devido a dispersão de velocidades. É como se estivéssemos fazendo uma calibração para $\sigma_v=0$ para todos os espectros das galáxias. Para isso, obtemos o fator de correção do efeito do alargamento espectral devido à σ_v para todos os espectros estelares convoluídos, segundo os parâmetros da Tabela 3.5. Estes espectros são aqueles que representam os espectros galácticos com as seguintes σ_v : 50, 100, 150, 200, 250, 300, 350 e 400 km/s. De posse dos índices Lick medidos em todos os espectros alargados, fizemos a razão entre os respectivos índices medidos nos es-

pectros sem alargamento e os índices medidos nos espectros alargados. Ou seja, obtemos o fator de correção do efeito do alargamento espectral (F_{σ_v}) devido à σ_v :

$$F_{\sigma_v} \equiv \frac{Ind\ ce(\sigma_v=0)}{\acute{I}ndice(\sigma_{vi})} \quad , \quad (4.5)$$

onde $\acute{I}ndice(\sigma_{vi})$ são os índices para cada σ_v (50..400 km/s).

A Figura 4.4 mostra um exemplo de ajuste polinomial de 2º grau para o fator (F_{σ_v}) do índice Mg b (região azul). Neste exemplo, o polinômio foi ajustado com base nos índices de 4 estrelas da nossa amostra. Duas estrelas do tipo F não foram usadas.

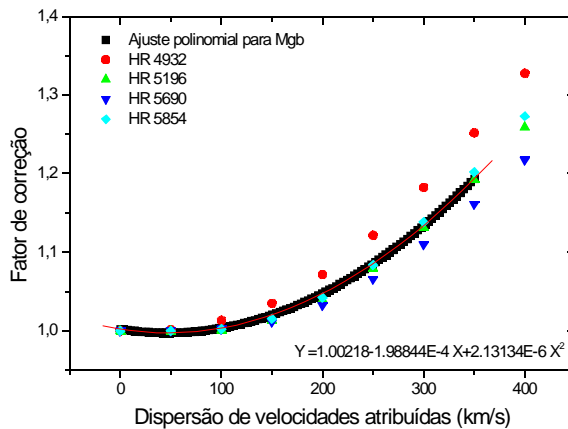


Fig. 4.4 - Ajuste polinomial para o fator da correção da σ_v do índice Lick Mg b baseado nos índices de 4 estrelas de nossa amostra para a região azul.

TABELA 4.4 - COEFICIENTES DOS AJUSTES LINEARES E POLINOMIAIS DO 2º GRAU PARA A TRANSFORMAÇÃO AO SISTEMA LICK

Índice	AJUSTE POLINOMIAL DO 2º GRAU				AJUSTE LINEAR		
	A	B	C	RMS	A	B	RMS
Região vermelha (noites 07-08/04/2000)							
Mg ₁	0,99826	4,0982E-05	7,3091E-07	2,6235E-02	0,01880	1,02760	1,1739E-02
Mg ₂	0,99900	5,0779E-05	9,2332E-09	3,9884E-03	0,02584	0,98026	4,9600E-03
TiO ₁	0,99968	-1,1192E-04	9,2048E-07	1,5508E-02	0,01035	1,22510	5,0111E-03
Fe4383	0,99897	6,2924E-05	2,0013E-06	5,8407E-03	0,82427	0,95196	5,9474E-01
Ca4455	0,99790	8,6877E-05	7,1096E-06	4,4496E-02	0,79225	0,98844	1,5680E-01
Fe4531	1,00177	-9,3676E-05	2,2330E-06	2,0218E-02	0,94234	0,88828	3,8871E-01
Fe4668	1,00090	-1,0709E-04	1,4846E-06	4,8358E-03	-1,73208	1,23276	4,1907E-01
H β	0,99699	1,3496E-04	2,7795E-07	1,0984E-02	0,03843	0,94015	1,0067E-01
Fe5015	0,99416	2,7166E-04	1,7706E-06	1,9794E-02	1,11209	0,90738	2,5869E-01
Mg b	0,99885	-7,7563E-05	2,4188E-06	1,0943E-02	-0,40698	1,17857	1,8940E-01
Fe5270	0,99629	1,2701E-04	1,9862E-06	1,2425E-02	0,42336	0,96375	2,7916E-01
Fe5335	0,99866	-4,6210E-05	5,9936E-06	6,0976E-03	-0,20914	1,07731	3,4468E-01
Fe5406	1,00160	-1,3111E-04	5,4075E-06	1,8089E-02	-0,11408	1,00916	1,4538E-01
Fe5709	1,00060	2,4178E-05	2,8141E-06	1,4009E-02	-0,20333	1,20909	9,0160E-02
Fe5782	0,99738	1,06E-005	4,6395E-06	2,4658E-02	-0,11247	1,09658	1,6784E-01
Na D	0,99926	6,3157E-05	7,7116E-07	5,3511E-03	0,08292	0,91440	2,2510E-01
Região azul (noite 09/04/2000)							
CN ₁	0,99794	9,10E-005	4,897E-07	9,769E-03	0,03587	0,89835	3,6350E-02
CN ₂	0,99880	3,248E-05	9,216E-07	8,775E-03	-0,00154	1,09664	6,1430E-02
Mg ₁	0,99865	4,022E-05	4,136E-07	1,410E-03	0,02410	0,95372	1,2580E-02
Mg ₂	0,99929	3,659E-05	1,985E-08	3,497E-03	0,02421	0,98401	3,1810E-03
Ca4227	1,04000	-1,949E-03	1,983E-05	1,324E-01	-0,11023	0,79601	2,7690E-02
G4300	0,99630	1,779E-04	5,342E-07	8,621E-03	5,28680	0,16154	0,72953
Fe4383	0,99920	-5,748E-05	2,287E-06	9,276E-03	0,12194	1,06574	5,6855
Ca4455	1,00360	-2,027E-04	7,892E-06	4,411E-02	7,92250	0,98844	0,1568
Fe4531	1,00300	-1,702E-04	2,247E-06	2,822E-02	0,41590	0,97346	0,30117
Fe4668	1,00090	-1,071E-04	1,485E-06	4,836E-03	1,73208	1,23276	0,41907
Hβ	0,99855	8,247E-05	5,062E-07	7,984E-03	0,03843	0,94015	0,10067
Fe5015	0,99474	2,129E-04	1,662E-06	1,644E-02	1,11209	0,90738	0,25869
Mg b	1,00220	-1,989E-04	2,131E-06	1,223E-02	-0,40698	1,17857	0,1894
Fe5270	0,99633	1,259E-04	1,712E-06	6,871E-03	0,22420	0,9808	0,33184
Fe5335	0,99855	-4,299E-05	5,073E-06	1,460E-02	-0,20914	1,07731	0,34468
Fe5406	1,00030	-9,127E-05	4,544E-06	9,303E-03	-0,11408	1,00916	0,14538

	AJUSTE POLINOMIAL DO 2º GRAU				AJUSTE LINEAR		
Fe5709	0,99771	1,266E-04	2,049E-06	7,383E-03	-0,15966	1,2003	9,49E-02
Fe5782	1,00130	-2,543E-04	4,629E-06	1,901E-02	-0,11247	1,09658	0,16784
H δ_A	0,99546	1,298E-04	9,558E-07	3,960E-03	0,10354	1,01102	0,57054
H γ_A	1,00675	-3,067E-04	6,582E-07	5,110E-03	0,24848	0,99634	0,77942
H γ_F	0,99182	3,001E-04	-7,693E-08	6,830E-03	0,17772	0,96129	0,29678
H δ_F	1,01715	-1,050E-03	6,763E-07	1,238E-02	-0,22319	0,9563	0,14283

Notas: O lado esquerdo da tabela apresenta os coeficientes do ajuste polinomial do 2º grau obtido pelo método dos mínimos quadrados ($A + Bx + Cx^2$) e seu RMS's, e o lado direito os coeficientes do ajuste linear ($A + Bx$) e o erro em y. Note que nem todos os índices puderam ser medidos devido à limitação da cobertura espectral em cada região.

Os ajustes polinomiais das correções do efeito das dispersão de velocidades foram feitos seguindo os mesmos procedimentos usados para os ajustes das transformações lineares, ou seja: medidas que tivessem resíduos maiores que 2σ foram eliminadas, reunindo-se com os dados das estrelas da outra região quando necessário.

Na região azul, houve 2 estrelas (HR 6710 e HR 5694) em que as medidas dos índices H δ (A e F) e H γ_F tiveram resíduos maiores que 2σ . Isto ocorreu porque essas estrelas são de tipo espectral F (diferentes das outras). Portanto, suas temperaturas superficiais são maiores do que as do tipo K. Feita essa seleção, obtivemos a média dos fatores de 4 estrelas, dentre as 6 estrelas de Lick observadas nesta região, para o cálculo do polinômio de correção do efeito da σ_v . Para H γ_A , 1 estrela apresentou o problema descrito acima. Assim, o polinômio foi obtido pela média das medidas de 5 estrelas. Para a transformação linear do H δ_A , 2 estrelas (HR 5196 e HR 5690) tiveram seus índices com resíduos maiores que 2σ . Sendo assim, a transformação linear foi obtida com apenas 4 estrelas.

Todos os índices Lick medidos e já transformados para o Sistema Lick estão no Apêndice C. É bom salientar que todos os erros foram devidamente propagados em cada etapa dos processos.

4.4 GRADIENTES RADIAIS DOS ÍNDICES LICK

Uma das maneiras para estudarmos o comportamento radial químico-dinâmico das populações estelares das galáxias é analisar os gradientes radiais de indicadores de idade e

metallicidade $\left(\frac{\Delta \text{índice}}{\Delta \log(r_e)} \right)$. Para isso, criamos gráficos dos índices Lick vs. $\log(r/r_e)$,

apresentados nas Figuras 4.5a até 4.5f. Para o cálculo dos gradientes usamos o módulo de r_e e admitimos a simetria nos perfis radiais destes índices de modo que as medidas de ambos lados do perfil de brilho da galáxia sejam usadas simultaneamente.

Para a região vermelha, analisamos os índices Lick: Na D, Mg b, Mg₂, Hβ e <Fe>, enquanto que para a região azul, além destes, exceto o Na D, acrescentamos Hδ_A, Hδ_F, Hγ_A e Hγ_F. A Tabela 4.5 apresenta os gradientes radiais para cada um destes índices, e na próxima seção faremos suas análises. Quando o gradiente do índice é negativo dizemos que o índice cresce em direção ao centro e quando é positivo dizemos o contrário. A Figura 4.6 faz a comparação dos perfis radiais de 4 índices Lick para NGC 3904 e 2 índices Lick para NGC 5018.

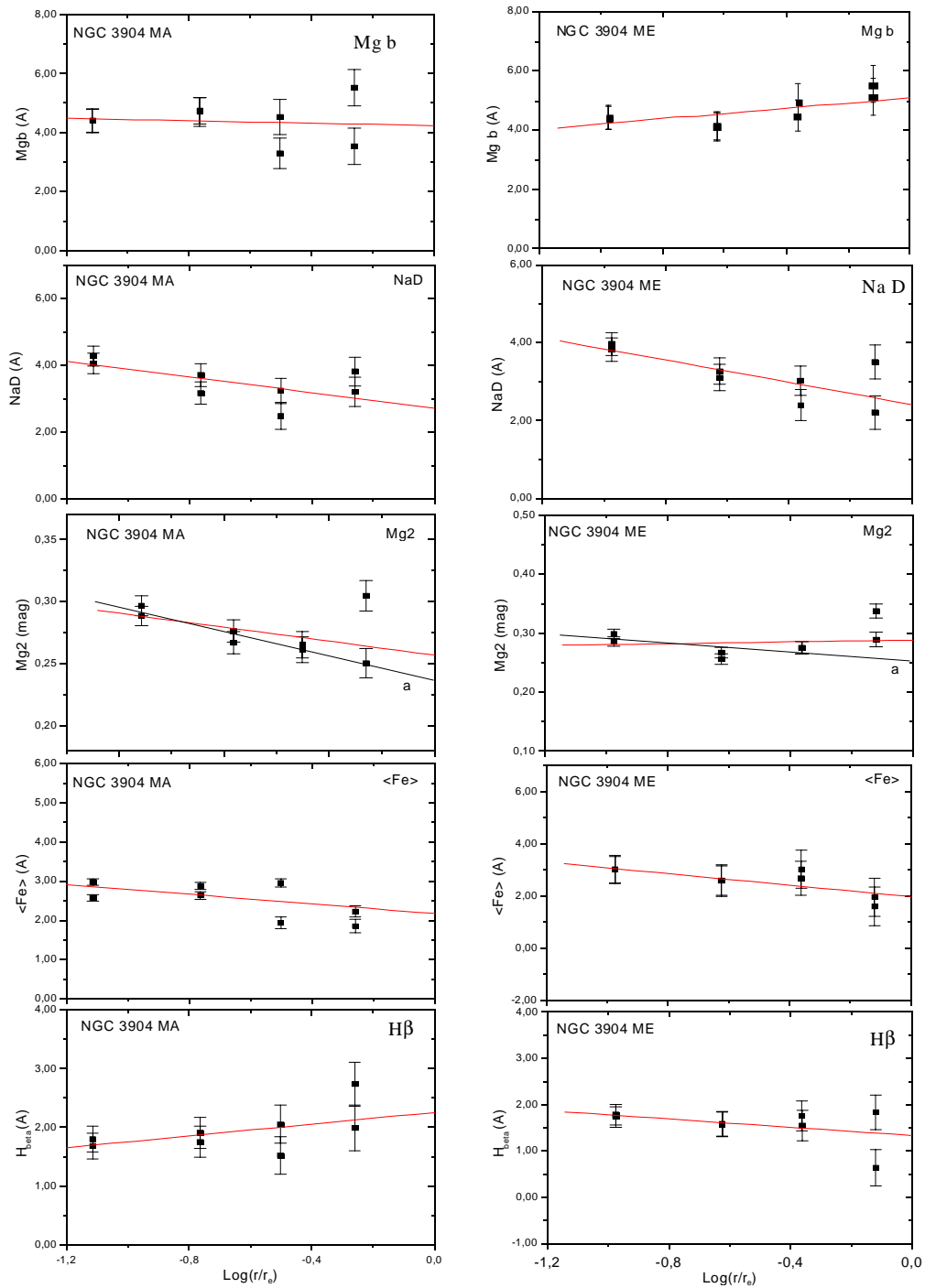


Fig.4.5.a - Gradientes radiais de 5 índices Lick medidos para NGC 3904 MA e ME. Notas: a) ajuste obtido para os índices das aberturas interiores a $r=0,55r_e$. No MA para esta galáxia a região foi interior a $r=0,31r_e$.

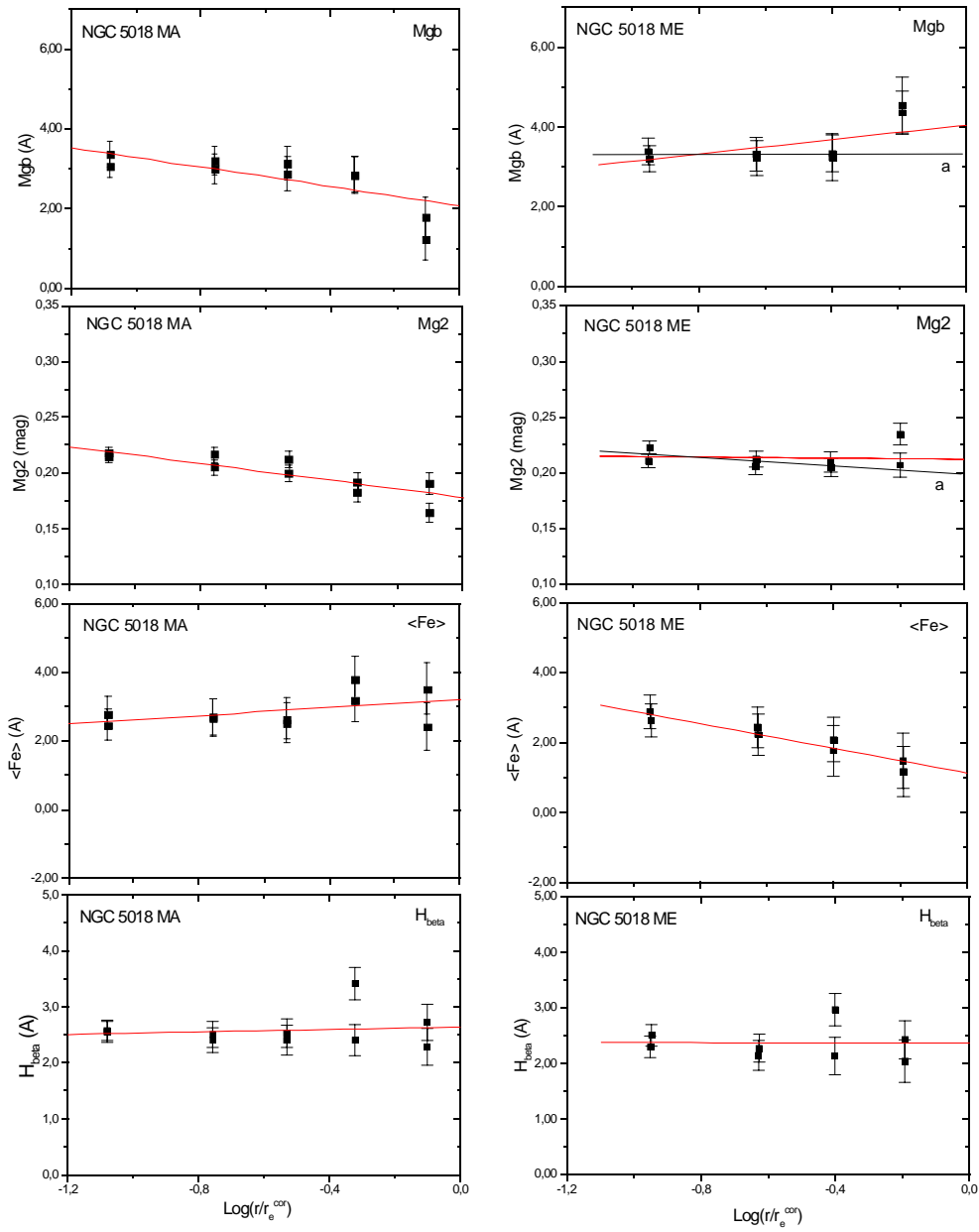


Fig.4.5.b - Gradientes radiais de 5 índices Lick medidos para NGC 5018 MA e ME.
 Notas: a) idem Figura 4.5.a.

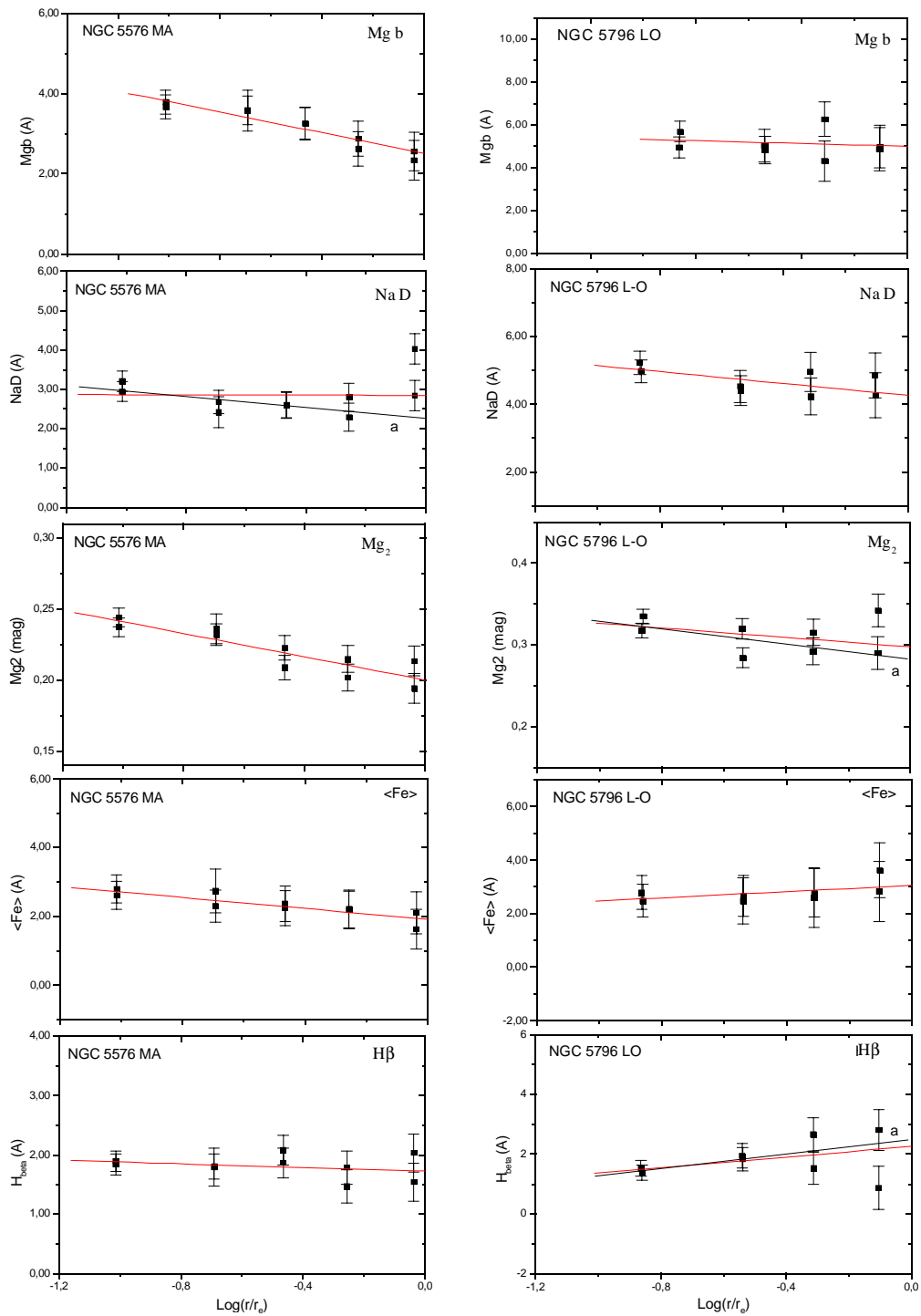


Fig.4.5.c - Gradientes radiais de 5 índices Lick medidos para NGC 5576 MA e NGC 5796 L-O. Notas: a) idem Figura 4.5.a.

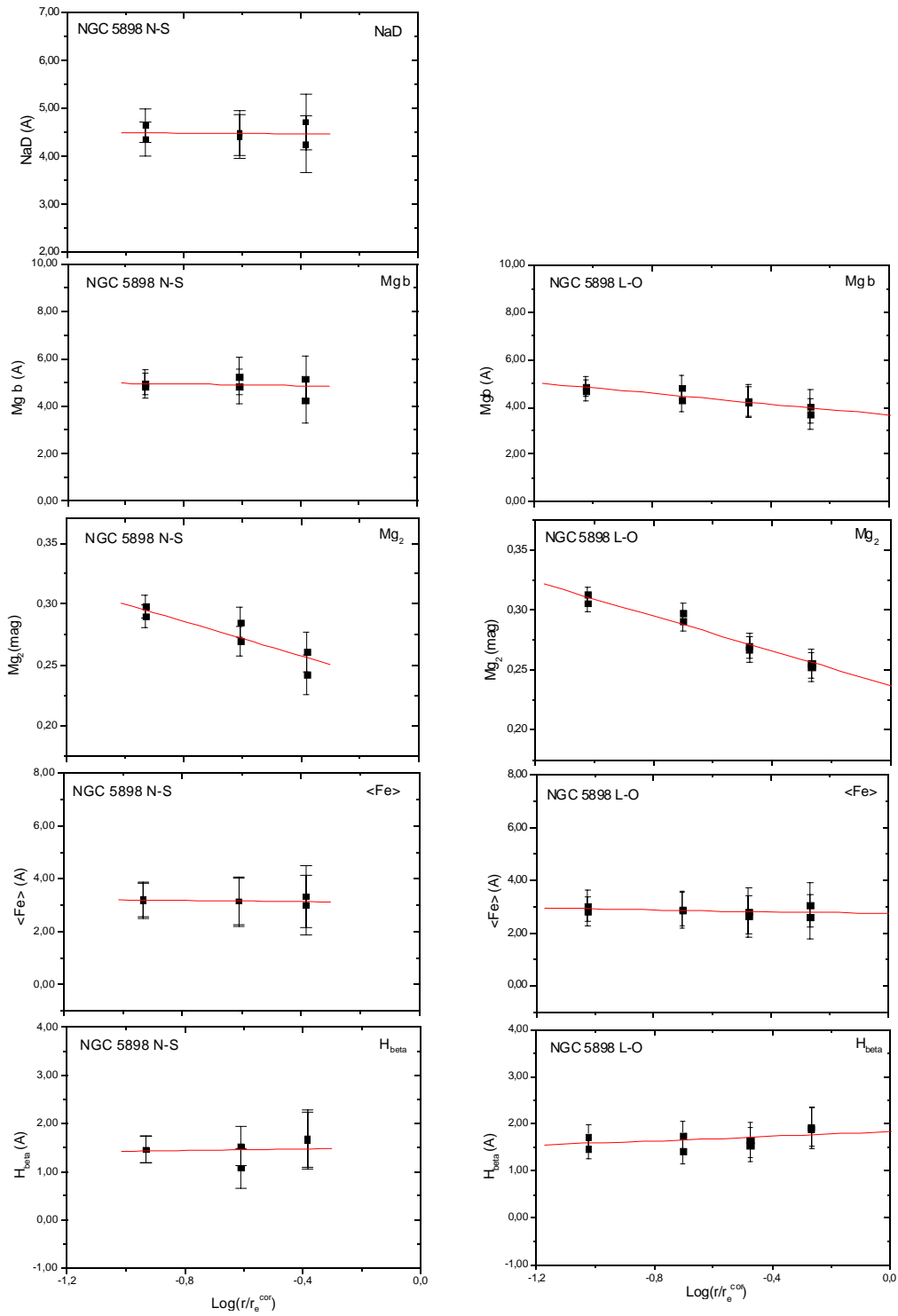


Fig.4.5.d - Gradientes radiais de 5 índices Lick medidos para NGC 5898 N-S e L-O.

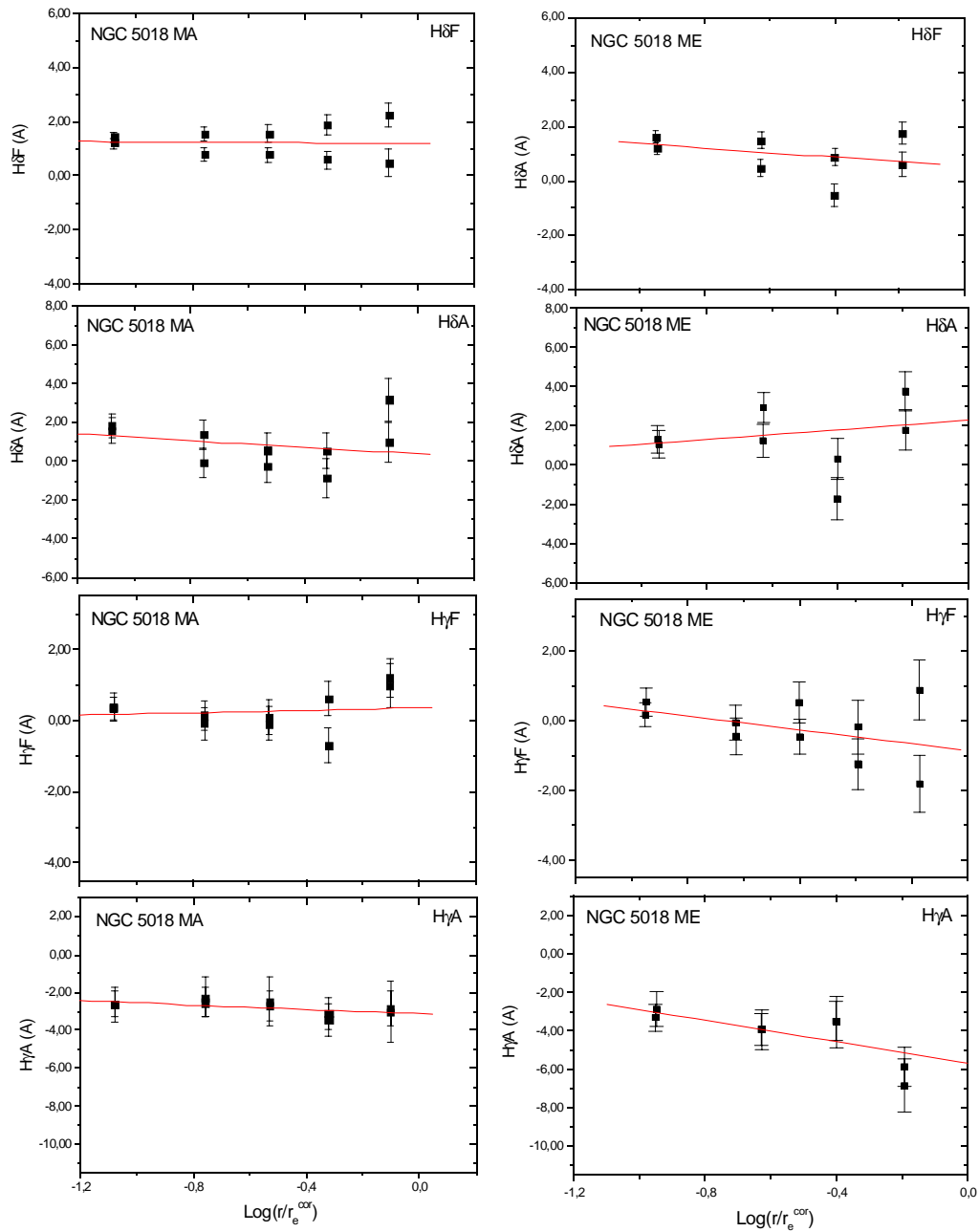


Fig.4.5.e - Gradientes radiais dos índices H γ (A e F) e H δ (A e F) medidos para NGC 5018 nos eixos MA e ME.

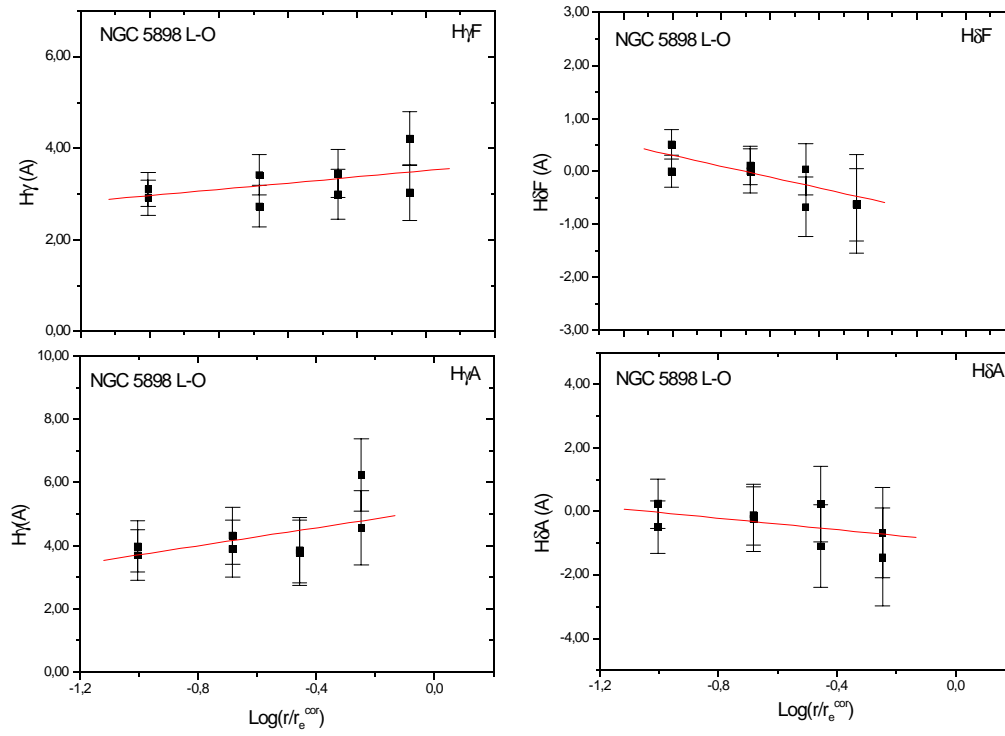


Fig.4.5.f - Gradientes radiais dos índices H γ (A e F) e H δ (A e F) medidos para NGC 5898 na direção L-O.

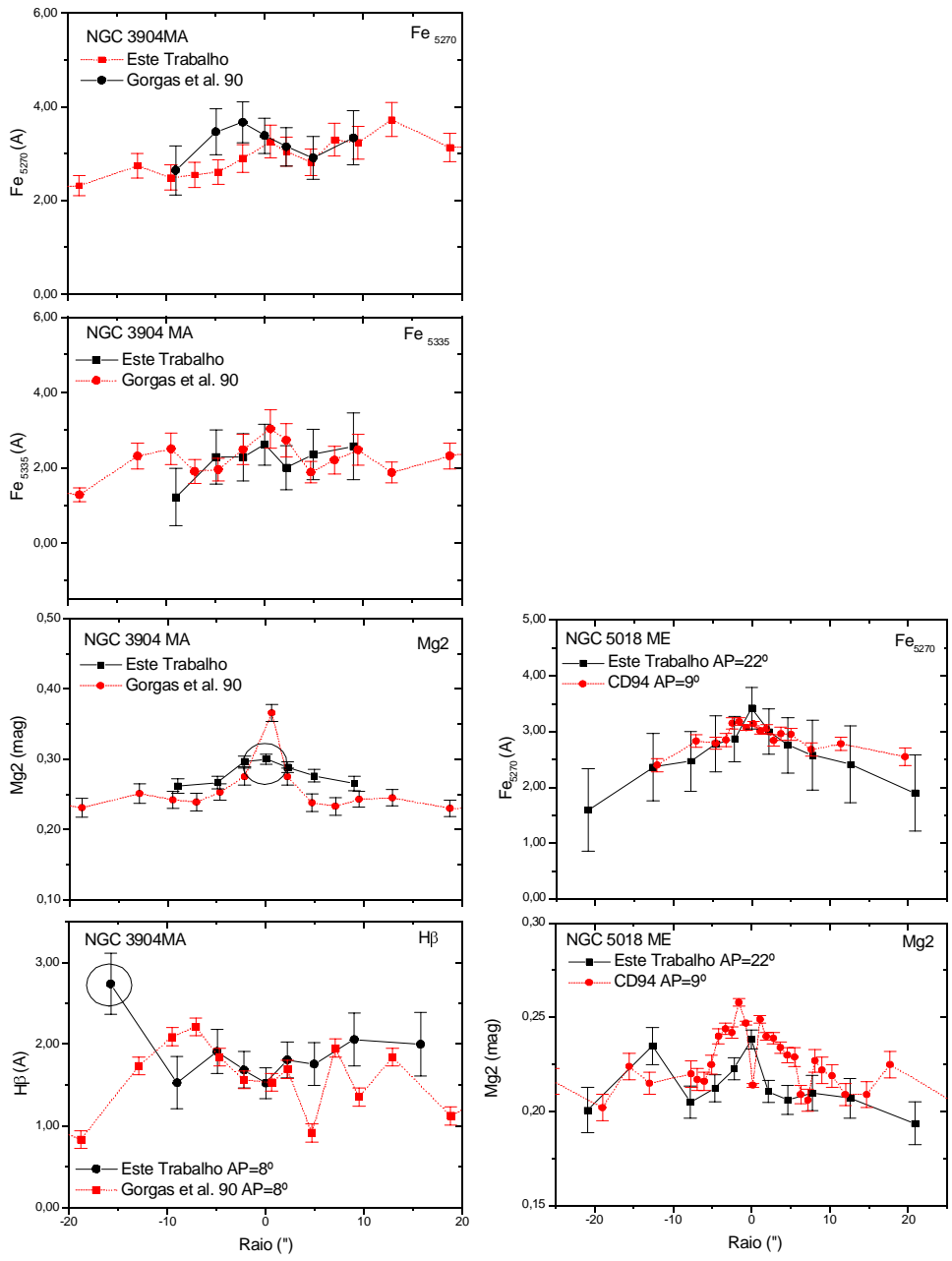


Fig. 4.6 - Comparação dos perfis radiais de índices Lick para NGC 3904 MA ($H\beta$, Mg_2 , Fe_{5270} e Fe_{5335}) e NGC 5018 ME (Mg_2 e Fe_{5270}). Nota-se que nossos dados seguem uma mesma tendência para o perfil e, de uma maneira geral, estão em acordo com os dos estudos indicados, exceto os pontos circulados que estão além de 1σ . Notas: o AP da fenda de NGC 3904 é o mesmo para todos os índices; CD94=Carollo e Danziger (1994).

TABELA 4.5 - GRADIENTES RADIAIS DE ALGUNS ÍNDICES LICK

NGC	DIR	$\frac{dMg_2}{dLogr}$	$\frac{dMgb}{dLogr}$	$\frac{dH\beta}{dLogr}$	$\frac{dNaD}{dLogr}$	$\frac{dFe5270}{dLogr}$	$\frac{dFe5335}{dLogr}$	$\frac{d\langle Fe \rangle}{dLogr}$
3904	MA	-0,028 ±0,017	-0,203	0,50	-1,18	-0,64 ±0,37	-0,95	-0,61
		^a -0,050 ±0,010	±0,725	±0,31	0,52		±0,62	±0,39
	GES	-0,084 ± 0,016		-0,22		-0,11 ±0,22	-0,35	^c -0,45
	90	^c -0,26 ±0,44		±0,40			±0,31	±0,31
	ME	0,008 ±0,027	0,87 ±0,40	-0,446	-1,43	-0,84 ±0,41	-1,35	-1,10
		^a -0,037 ±0,022		±0,317	0,45		±0,37	±0,35
5018	MA	-0,038 ±0,008	-1,21	0,11		-0,11 ±0,48	1,24	0,56
			±0,37	±0,26			±0,36	±0,37
	CD94	-0,038 ±0,003				-0,46 ±0,13	-0,72	
							±0,19	
	ME	-0,002 ±0,012	0,907	-0,011		-0,73 ±0,09	-2,78	-1,76
		^a -0,019 ±0,011	±0,434	±0,357			±0,45	±0,23
	CD94	-0,036 ±0,035	^a -0,012 0,168			-0,58 ±0,18	-0,82	
							±0,33	
5576	MA	-0,041 ±0,006	-1,29	-0,120	-0,017	-0,24 ±0,22	-1,38	-0,80
			±0,14	±0,149	0,418		±0,32	±0,15
					^a -0,74 0,25			
5796	L-O	-0,029 ±0,025	-0,32	0,896	-0,88	0,54 ±0,51	0,82	0,58
		^a -0,050 ±0,031	±0,75	±0,571	0,39		±0,61	±0,36
				^a 1,20 ±0,54				
	C93	-0,059 ±0,003				-0,65 ±0,42		
5898	N-S	-0,070 ±0,017	-0,16	0,08		0,23 ±0,29	-0,45	-0,10
			±0,57	±0,40			±0,41	±0,17
	L-O	-0,072 ±0,007	-1,15	0,24	0,06	0,53 ±0,46	-0,97	-0,194
			±0,27	±0,22	±0,33		±0,40	±0,190
Médias:		-0,034 ±0,015	-0,38	0,35		-0,27 ±0,30	-0,73	-0,38
		^b -0,042 ±0,015	±0,45	±0,37			±0,44	±0,28

Notas: a) gradiente obtido dos índices das aberturas internas $\approx 0,55r_e$; b) média considerando também os gradientes das aberturas internas a $\approx 0,55r_e$; c) gradiente obtido por meio dos dados de GES90 usando as aberturas interiores a $r \approx 0,5r_e$, enquanto os gradientes originais de GES90 são obtidos até $r \approx 1,5r_e$; os gradientes médios dos índices são calculados apenas para os nossos dados. As siglas são as mesmas usadas na Tabela 3.10. (continua)

TABELA 4.5 - CONCLUSÃO

NGC	DIR	$\frac{dH \delta_A}{dLogr}$	$\frac{dH \delta_F}{dLogr}$	$\frac{dH \gamma_A}{dLogr}$	$\frac{dH \gamma_F}{dLogr}$
5018	MA	-0,57 ±0,26	-0,06 ±0,48	-0,86 ±0,97	0.18 ±0.46
	ME	0,72 ±1,90	-0,84 ±0,81	-3,07 ±0,96	-1.11 ±0.54
5898	L-O	-0,91 ±0,63	-1,03 ±0,38	1,43 ±0,81	0,69 ±0,48

Todos os gradientes de índices Lick medidos da galáxia NGC 5898 tiveram valores próximos tanto para a direção N-S como para a L-O. Já para NGC 3904 os gradientes de Mg₂ e Mg b tiveram valores discrepantes para o MA e ME. Em NGC 5018 os gradientes de Mg b e <Fe> também tiveram discrepâncias entre o MA e ME. Contudo, usando o critério de $\pm 1\sigma$, observamos que, de uma maneira geral, os resultados de nossas medidas, para alguns índices de NGC 3904 MA e NGC 5018 MA, estão de acordo com os estudos apresentados (veja a Figura 4.6), exceto para o ponto superior esquerdo da Figura 4.6. Os índices dos espectros de abertura de NGC 5018 que não estão concordando com as medidas do outro estudo (dentro do erro) podem ter ocorrido devido à diferença no AP da fenda de 13° entre nossas observações e CD94. Nota-se que nossos dados seguem uma mesma tendência para o perfil, com exceção da abertura 8 (15,75'') do índice H β . Este índice, como outros que não concordam com o outro estudo, podem ter ocorridos devido a pequenas diferenças na região de extração do espectro da galáxia.

4.5 ÍNDICES NUCLEARES

Para tornar as medidas dos índices nucleares independentes da distância e dos parâmetros instrumentais, devemos calculá-los para uma dada região física do núcleo ($r \leq 0,595h^{-1}kpc$). Seguindo o mesmo procedimento adotado para o cálculo das dispersões nucleares de velocidades σ_v^0 , calculamos os índices nucleares de Lick usando a Equação 3.11. Nesta equação, no lugar de σ_v^0 introduzimos o valor do índice Lick e,

no lugar do gradiente de (∇_{σ}), introduzimos o gradiente radial do respectivo índice, ∇_i . Como o gradiente deve ser logarítmico e os nossos, com exceção daquele medido em escala de magnitude (Mg_2), não estão nesta escala, calculamos os gradientes logarítmicos

$$\cos \frac{\Delta \log(\text{índice})}{\Delta \log(r/r_e^{cor})} \text{ para os índices } \langle Fe \rangle, Na D \text{ e } H\beta. \text{ A Tabela 4.6 fornece estes gra-}$$

dientes. A Tabela 4.7 fornece os índices nucleares e suas comparações com outros estudos, quando possível. Em vários casos calculamos os índices nucleares com gradientes radiais obtidos de nossa amostra. Isso foi feito devido nossas galáxias terem sido observadas apenas na região central, então poderia haver discrepância entre o ∇_i nosso e o ∇_i médio da literatura. Na próxima seção analisamos cada um deles para cada galáxia.

TABELA 4.6 - GRADIENTES LOGARÍTMICOS DE ALGUNS ÍNDICES LICK

NGC	DIR	$\frac{d \log H \beta}{d \text{Log} r}$	$\frac{d \log Na D}{d \text{Log} r}$	$\frac{d \log \langle Fe \rangle}{d \text{Log} r}$
3904	MA	0,148 ±0,064	-0,127 ±0,057	-0,114 ±0,069
	ME	-0,043 ±0,064	-0,163 ±0,059	-0,143 ±0,062
5018	MA	0,038 ±0,046	--	0,110 ±0,054
	ME	0,017 ±0,067	--	-0,315 ±0,057
5576	MA	-0,015 ±0,035	0,029 ±0,061	-0,140 ±0,028
			^a -0,114 ±0,039	
5796	L-O	0,34 ±0,10	-0,077 ±0,035	0,107 ±0,055
5898	N-S	0,057 ±0,099	-0,005 ±0,031	-0,011 ±0,023
	L-O	0,066 ±0,053	--	-0,025 ±0,029

Notas: a) gradiente obtido dos índices das aberturas para $r < 0,55 r_e$.

TABELA 4.7 - ÍNDICES NUCLEARES E COMPARAÇÃO COM OUTROS ESTUDOS

NGC	DIR	Mg ₂ (mag)	Mg b (Å)	Fe5270 (Å)	Fe5335 (Å)	<Fe> (Å)	Na D (Å)	Hβ (Å)
N3904	MA	0,271 ±0,007 *0,284 ±0,007 ^a 0,339 ±0,011	4,25 ±0,34 ^a 4,43 ±0,42	3,10 ±0,38 ^a 3,12 ±0,24	2,39 ±0,54 ^a 2,80 ±0,24	2,75 ±0,46 *2,47 ±0,46	3,74 ±0,27 *3,51 ±0,27	1,54 ±0,19 *1,98 ±0,19
	ME	0,282 ±0,007 *0,296 ±0,007	4,18 ±0,33	3,03 ±0,37	2,83 ±0,47	2,93 ±0,44 *2,48 ±0,36	3,80 ±0,27 *3,33 ±0,27	1,77 ±0,19 *1,62 ±0,19
N5018	MA	0,188 ±0,005 *0,201 ±0,005 ^b 0,241 ±0,002	3,08 ±0,27	2,82 ±0,36 ^b 3,09 ±0,04	2,24 ±0,47 ^b 3,00 ±0,008	2,53 ±0,42 *3,11 ±0,48	--	2,68 ±0,16 *2,79 ±0,17
	ME	0,216 ±0,005 *0,237 ±0,005 ^b 0,239 ±0,002	2,92 ±0,29	3,19 ±0,38 ^b 3,08 ±0,08	2,62 ±0,50 ^b 2,98 ±0,07	2,90 ±0,44 *2,10 ±0,30	--	2,97 ±0,17 *3,01 ±0,17
N5576	MA	0,226 ±0,006 *0,238 ±0,006	3,59 ±0,25	3,07 ±0,31	2,18 ±0,41 * [#] 2,80 ±0,35	2,63 ±0,36 *2,80 ±0,36	2,87 ±0,23 * [#] 2,75 ±0,19 *3,59 ±0,24	2,00 ±0,16 *1,93 ±0,16
N5796	L-O	0,319 ±0,008 *0,327 ±0,011 * [#] 0,319 ±0,008	4,93 ±0,38	3,22 ±0,41 ^c 3,42 ±0,15	2,34 ±0,63	2,78 ±0,52 *3,33 ±0,58	5,03 ±0,29 *5,11 ±0,26	1,29 ±0,21 *1,90 ±0,31
N5898	N-S	0,288 ±0,008 *0,297 ±0,008	4,64 ±0,40	3,39 ±0,42	2,51 ±0,63	2,95 ±0,53 *3,12 ±0,53	4,21 ±0,30 *4,76 ±0,30	1,51 ±0,22 *1,63 ±0,22
	L-O	0,291 ±0,006 *0,301 ±0,006	4,42 ±0,37	3,06 ±0,42	2,48 ±0,57	2,77 ±0,57 *2,89 ±0,50	--	1,60 ±0,20 *1,93 ±0,20
Médias:		0,260 ±0,045	4,00 ±0,73	3,11 ±0,17	2,45 ±0,21	2,78 ±0,15	3,93 ±0,78	1,92 ±0,60

Notas: a) GES90; b) CD94; c) C93 (as siglas são as mesmas da Tabela 3.10); #= índice calculado usando gradiente da região interna à 0,55r_e, *=índice calculado com gradientes radiais obtidos de nossa amostra, os demais foram calculados por meio de um gradiente médio da literatura. (continua)

TABELA 4.7 - CONCLUSÃO

NGC	DIR	Hδ _A (Å)	Hγ _A (Å)	Hδ _F (Å)	Hγ _F (Å)	S/R (Å ⁻¹)
5018	MA	1,88 ±0,585	-2,07 ±0,838	1,48 ±0,17	0,449 ±0,322	87
	ME	1,74 ±0,670	-2,32 ±0,65	2,06 ±0,21	0,968 ±0,313	82
5898	L-O	0,848 ±0,730	3,71 ±0,77	0,64 ±0,25	3,04 ±0,350	57

4.6 DISCUSSÕES

Usando-se somente os gradientes dos índices Lick em si não é possível obter de maneira confiável as dispersões radiais em idade, metalicidade e razões $[Mg/Fe]$ e $[Na/Fe]$ estelares, devido à degenerescência dos índices em idade/metalicidade. Podemos apenas obter os gradientes internos de populações estelares usando as comparações com os modelos de PES que serão vistos no próximo capítulo. Tais gradientes podem reforçar ou não as conclusões do Capítulo 5. Por exemplo: $|\nabla Mg_2| > |\nabla \log \langle Fe \rangle|$ pode implicar $\nabla Mg/Fe < 0$, indicando maior razão Mg/Fe no núcleo. Portanto, estas conclusões serão feitas no próximo capítulo.

NGC 3904: a região observada no MA foi até $r=0,55r_e$ e no ME até $r=0,76r_e$. Na comparação com GES90, cuja posição da fenda é a mesma para o MA ($AP=8^\circ$), os perfis radiais do Fe5270, Fe5335, Mg_2 e $H\beta$, estão de acordo com nossa amostra (Figura 4.6) segundo o critério de $\pm 1\sigma$ (desvio padrão), exceto o ponto no canto superior esquerdo ($\Delta H\beta=0,35 > 1\sigma$). Nota-se que nossos dados seguem uma mesma tendência para o perfil, com exceção da abertura 8 ($15,75''$) e da abertura central do índice $H\beta$. Este desvio na abertura 8 pode ser devido a pequenas diferenças na região de extração do espectro da galáxia. Comparando os nossos gradientes com os de GES90 (região observada no MA até $r=1,5r_e$) só há acordo (dentro dos erros) para os índices do Fe e $H\beta$. O ∇Mg_2 está mais próximo da concordância quando os índices são obtidos das aberturas interiores a $r=0,5r_e$ com os dados de GES90. Porém, há boas concordâncias entre os valores do MA e ME de nossa amostra. O ∇Mg_2 e $\nabla Mg\ b$ são < 0 no MA e > 0 no ME, enquanto para o $\nabla H\beta$ acontece o contrário. Já o $\nabla \langle Fe \rangle$ e $\nabla Na\ D$ são < 0 em ambos eixos. O índice nuclear Mg_2 não concorda com a medida de GES90. Já os índices do Fe e $Mg\ b$ concordam com a medida de GES90.

NGC 5018: a região observada no MA foi até $r=0,79r_e$ e no ME até $r=0,64r_e$. Na comparação com CD94, cuja posição da fenda é diferente em 13° no MA, os perfis radiais do Fe5270 e Mg_2 estão de acordo com as nossas medidas (Figura 4.6) segundo o critério

de $\pm 1\sigma$. Como não podemos comparar diretamente os pontos, pois não estão na mesma distância radial e não têm o mesmo AP, percebemos que todos seguem uma mesma tendência do perfil considerando os erros de cada índice. Os ∇Mg_2 e $\nabla\text{Fe}5270$ dos eixos MA e ME estão de acordo com CD94, embora o AP seja diferente. Já para o $\nabla\text{Fe}5335$ não há acordo, possivelmente devido ao AP da fenda. Com exceção de $\text{H}\delta_A$ no ME e $\text{H}\gamma_F$ no MA, os ∇ 's dos indicadores de idade $\text{H}\delta$ e $\text{H}\gamma$ foram <0 . O gradiente $\text{H}\beta$ é praticamente plano nos dois eixos; o ∇Mg_2 é menor que zero no MA e praticamente plano no menor, enquanto $\nabla\langle\text{Fe}\rangle$ é maior que zero no MA e $\nabla\langle\text{Fe}\rangle$ é menor do que zero no ME e Mg b o contrário. O índice nuclear $\text{H}\beta$ tem um valor alto comparado com a média de nossa amostra, enquanto os outros índices nucleares se equivalem dentro de 1σ às medidas de CD94.

NGC 5576: esta galáxia foi analisada até $1 r_e$, se considerarmos que a largura da última abertura ($10''$) ultrapassa $1 r_e$. Não encontramos gradientes para a comparação com a literatura. Todavia, o ∇Mg_2 está em acordo com a média da literatura ($-0,038$). $\nabla\text{Mg b}$ e $\nabla\langle\text{Fe}\rangle$ são um pouco menores do que a nossa média, já os outros gradientes estão dentro da média de nossa amostra. Todos gradientes dos índices Lick medidos são <0 . Entretanto, Na D é quase plano dentro de $1 r_e$. Porém, se considerarmos a região até $r=0,55 r_e$, ele também se torna negativo. Com exceção do Mg_2 , os índices nucleares estão todos dentro da média de nossa amostra.

NGC 5796: observamos esta galáxia até $r=0,79 r_e=14,9''$. O ∇Mg_2 comparado com C93 não está de acordo (região analisada por C93 é $r=7,9''$). Contudo, se analisarmos a região mais interna da galáxia: $r<0,49 r_e$, ($r\approx 7,9''$) eles concordam. Os gradientes do Na, Mg_2 e Mg b são <0 , já os do $\text{H}\beta$ e Fe são >0 . O gradiente de $\text{H}\beta$ torna-se mais positivo à medida que analisamos a região mais interna da galáxia: $r<0,49 r_e$. Os índices nucleares dos indicadores de metalicidade, como Mg_2 e Na D, são maiores do que a média de nossa amostra, enquanto que o $\text{H}\beta$ é menor.

NGC 5898: esta galáxia foi analisada até $r=0,41r_e$ na direção N-S e $r=0,57r_e$ na direção L-O. Não encontramos gradientes para a comparação com a literatura. Todos os gradientes ficaram <0 ou planos, no caso de $H\beta$ e $\langle Fe \rangle$ em ambos eixos e NA D e $Mg\ b$ na direção N-S, considerando que os erros são maiores do que a medida. O ∇Mg_2 é um pouco maior do que a média da literatura. Os indicadores de idade $H\delta(A$ e $F)$ ficaram <0 e $H\gamma(A$ e $F)$ ficaram >0 . Em ambos os eixos esta galáxia teve um comportamento semelhante para todos os índices nucleares. O índice nuclear Mg_2 ($\approx 0,29$ mag) está, em ambas direções, um pouco acima da média da literatura ($0,24$ mag).

CAPÍTULO 5

COMPARAÇÕES COM MODELOS DE POPULAÇÕES ESTELARES

*Arrancaram as nossas folhas, cortaram os nossos ramos, queimaram os nossos troncos,
mas não conseguiram matar nossas raízes.
Povos Indígenas Latino-americanos*

Desde que Wilhelm Heinrich Baade (1893-1960), estudando a galáxia Andrômeda, propôs o termo População I (estrelas jovens, com menos de 5 bilhões, ricas em metais, predominantemente azuis) para as estrelas dos braços, e População II (estrelas velhas com cerca de 10 bilhões de anos, pobres em metais e predominantemente vermelhas) para as estrelas visíveis no núcleo da galáxia, o estudo das populações estelares tem sido fundamental para explicar a evolução galáctica. Para inferir a distribuição de populações estelares em galáxias longínquas, o uso de modelos de síntese evolutiva de populações estelares, como os modelos semi-empíricos de Vazdekis 2001, de agora em diante V2001, é útil para determinarmos as idades e metalicidades das populações estelares nestas galáxias. Neste capítulo faremos uma breve introdução aos modelos semi-empíricos de V2001 e compararemos nossos dados com os resultados destes modelos, determinando as idades e populações estelares nuclear e central da nossa amostra.

5.1 INTRODUÇÃO AOS MODELOS DE POPULAÇÕES ESTELARES SIMPLES (PES)

Desde a década de 70 vários grupos têm trabalhado em modelos de evolução analíticos de populações estelares em galáxias. Baseados nos conhecimentos acumulados sobre evolução estelar (interiores estelares, diagrama cor-magnitude, síntese espectral de linhas), estes modelos tentam prever como se caracteriza observacionalmente uma determinada população estelar com uma determinada idade e metalicidade. Como as

galáxias *E's* têm pouco gás e pouca poeira no MI, bem como pouca história recente de formação estelar, elas são os objetos mais estudados na literatura para a síntese de populações estelares.

Usando parâmetros estelares obtidos de trajetórias evolutivas ou diagramas cor-magnitude (temperatura superficial, metalicidade inicial, luminosidade, massas inicial e final e gravidade superficial), criaram-se modelos chamados síntese espectral de bibliotecas estelares, cujo objetivo é encontrar uma combinação de estrelas ou bibliotecas estelares para as quais o espectro integrado teórico concorde com o espectro do objeto observado. Isto pode ser feito por dois métodos: síntese de população empírica e síntese de população evolucionária (Vazdekis et al. 1996).

O primeiro método deseja apenas a reprodução do espectro integrado observado em si, usando bibliotecas de espectros estelares observados ou teóricos. Já o segundo estuda a evolução temporal do espectro do sistema usando tanto bibliotecas de espectros estelares teóricos como observados. Embora o primeiro tente reproduzir o espectro integrado observado, ele ainda leva em conta efeitos evolucionários usando como unidade de população, por exemplo a distribuição de estrelas observadas em aglomerados de nossa galáxia. Ambos modelos usam isócronas teóricas ou diagramas H-R observados, convertem os parâmetros das isócronas em parâmetros observados, integrando-os ao longo da isócrona. Estes espectros são afetados por diferentes parâmetros de entrada como: FMI, TFE, metalicidades e razões de abundâncias. Como a FMI não é bem conhecida no presente tempo, cada modelo admite um tratamento diferente para ela. Já para a TFE temos que ser mais cuidadosos. Os modelos empíricos e alguns evolutivos supõem que todas estrelas se formaram ao mesmo tempo, alguns evolutivos assumem que ela decresce exponencialmente no tempo (proporcionando uma mistura complexa de idades e metalicidades), enquanto ainda outros evolutivos tentam descrever a formação de uma galáxia de uma nuvem de gás formando estrelas em etapas de maneira intermitente.

Não podemos dizer qual é o melhor modelo. Como estamos mais interessados na caracterização da distribuição das populações estelares (idade e metalicidade) do que nos

seus parâmetros físicos, o primeiro modelo é mais adequado. Para isso usamos os modelos evolutivos semi-empíricos de PES de Vazdekis (2001), um aperfeiçoamento do modelo de PES de Vazdekis et al. (1996) e Vazdekis (1999). Uma população estelar simples, neste contexto, é aquela em que não há dispersão em idade e metalicidade (Milone, 1996).

5.2 OS MODELOS ESPECTROFOTOMÉTRICOS DE POPULAÇÕES ESTELARES SIMPLES (PES) DE VAZDEKIS 2001

Utilizamos a versão mais atual dos modelos de PES de Vazdekis (2001) e obtivemos os dados eletronicamente na URL: http://www.iac.es/galeria/vazdekis/col_lick.html. Este modelo foi construído baseado em biblioteca estelar empírica e isócronas de Girardi e Bertelli (Girardi et al. 2000, Bertelli et al. 1994), perfazendo o cálculo dos 25 índices Lick descritos no capítulo anterior, dentre outros observáveis. Existem outros modelos, como Terlevich et al. (1981), Zimm e West (1984) e Worthey (1994) que também podem nos fornecer índices espectrofotométricos sintéticos em função da idade e metalicidade das PES. Porém, como estamos trabalhando com índices Lick, V2001 é o modelo mais adequado ao nosso caso, pois além de usar estes índices, é também o mais atual.

V2001 opera da seguinte forma: cada índice espectrofotométrico de Lick é calculado para populações estelares simples com várias idades, desde 1,0 até 17,8 bilhões de anos, com passos variados. As previsões são feitas para 6 diferentes metalicidades: $[Fe/H]=-1,68$, $[Fe/H]=-1,28$, $[Fe/H]=-0,68$; $[Fe/H]=-0,38$; $[Fe/H]=0,0$ e $[Fe/H]=+0,20$, i.e., $Z=0,0004$; $Z=0,001$; $Z=0,004$; $Z=0,008$; $Z=0,019$ e $Z=0,03$). É suportada uma função de massa inicial do tipo Salpeter, $FMI(m)=am^{-(1+\alpha)}$, onde $\alpha=1,35$, com ponderação de fluxo na banda fotométrica V, e a é uma constante de normalização. São aplicadas as relações de dependências dos índices Lick de Worthey et al. (1994) para os estágios evolutivos ao longo de cada isócrona. Estas relações levam em conta os parâmetros estelares tais como: temperatura superficial, metalicidade e gravidade superficial. Assim, para obter informações espectrais correspondentes à PES na forma de índices de linha, V2001 integra a seguinte equação:

$$LE_{\lambda\lambda}(T_G, Z) = \int_{m_l}^{m_{T_c}} LE_{\lambda\lambda}(m, T_G, Z) F_{\lambda_{ref}}(m, T_G, Z) N(T_G, Z) dm \quad , \quad (5.1)$$

onde $LE_{\lambda\lambda}(m, T_G, Z)$ é a largura equivalente empírica de um índice-de-linha de Lick correspondente a uma estrela de massa m e metalicidade Z que chega à idade suportada para a população, T_G ; $F_{\lambda}(m, T_G, Z)$ é o fluxo absoluto correspondente a um certo comprimento de onda da estrela caracterizada anteriormente, i.é. o fator ponderado em fluxo para a integração da largura equivalente composta da PES; $N_{\lambda}(m, T_G)$ é o número de estrelas de cada estágio dado pela FMI; e λ_{ref} é o comprimento de referência para a ponderação em fluxo dos índices Lick.

5.3 DISTRIBUIÇÃO RADIAL EM [Mg/Fe], [Na/Fe], [Fe/H] E IDADES ESTELARES

Para cada observação espectroscópica das galáxias, calculamos as médias dos índices Lick analisados para a região nuclear e para a região externa a esta até onde observamos, além de calcular o índice médio de todas as aberturas. Este último seria como se fizéssemos uma única extração espectral da galáxia.

TABELA 5.1 - VALOR MÉDIO DOS ÍNDICES LICK ANALISADOS

NGC	Mg ₂ (mag)	Erro	<Fe> (Å)	Erro	Hβ (Å)	Erro	Na D (Å)	Erro
3904 MA	0,279	0,019	2,56	0,45	1,89	0,37	3,60	0,62
3904 ME	0,289	0,025	2,88	0,25	1,68	0,10	3,30	0,72
5018 MA	0,201	0,017	2,87	0,45	2,59	0,30	--	
5018 ME	0,216	0,013	2,20	0,64	2,42	0,34	--	
5576 MA	0,224	0,019	2,37	0,37	1,83	0,19	2,89	0,50
5796 L-O	0,315	0,022	2,80	0,35	1,76	0,63	4,79	0,46
5898 N-S	0,277	0,027	3,17	0,10	1,48	0,20	4,52	0,20
5898 L-O	0,285	0,025	2,87	0,16	1,68	0,18	--	
	Hδ_A (Å)		Hδ_F (Å)		Hγ_A (Å)		Hγ_F (Å)	
5898 L-O	-0,302	0,709	-0,066	0,481	3,209	0,440	4,227	0,809
5018 MA	0,983	1,147	1,275	0,554	0,309	0,526	-2,704	0,397
5018 ME	1,377	1,549	1,071	0,792	-0,017	0,662	-4,013	1,444

TABELA 5.2 - VALOR MÉDIO DOS ÍNDICES LICK ANALISADOS PARA A REGIÃO NUCLEAR E PARA A REGIÃO EXTERNA

NGC	Mg ₂ (mag)		<Fe> (Å)		Hβ (Å)		Na D (Å)	
	Nuclear	Externa	Nuclear	Externa	Nuclear	Externa	Nuclear	Externa
3904 MA	0,286 ±0,014	0,271 ±0,024	2,81 ±0,20	2,24 ±0,50	1,73 ±0,14	2,08 ±0,50	3,93 ±0,49	3,19 ±0,54
3904 ME	0,284 ±0,022	0,294 ±0,030	2,88 ±0,27	2,86 ±0,245	1,67 ±0,10	1,65 ±0,15	3,72 ±0,54	2,78 ±0,59
5018 MA	0,213 ±0,005	0,190 ±0,020	2,68 ±0,12	3,03 ±0,57	2,54 ±0,09	2,63 ±0,41		
5018 ME	0,218 ±0,013	0,214 ±0,014	2,66 ±0,34	1,62 ±0,39	2,43 ±0,31	2,40 ±0,42		
5576 MA	0,24 ±0,01	0,210 ±0,010	2,67 ±0,23	2,12 ±0,26	1,86 ±0,08	1,80 ±0,25	2,93 ±0,39	2,86 ±0,60
5796 L-O	0,330 ±0,011	0,307 ±0,020	2,74 ±0,24	2,82 ±0,41	1,40 ±0,12	1,94 ±0,72	5,27 ±0,30	4,55 ±0,31
5898 N-S	0,291 ±0,02	0,252 ±0,017	3,17 ±0,034	3,17 ±1,15	1,40 ±0,19	1,67 ±0,59	4,54 ±0,18	4,48 ±0,59
5898 L-O	0,305 ±0,012	0,261 ±0,009	2,93 ±0,08	2,79 ±0,21	1,60 ±0,15	1,77 ±0,19		
	Hδ _A (Å)		Hδ _F (Å)		Hγ _A (Å)		Hγ _F (Å)	
	Nuclear	Externa	Nuclear	Externa	Nuclear	Externa	Nuclear	Externa
5018 MA	1,32 ±0,79	0,703 ±1,386	1,29 ±0,311	1,26 ±0,73	-2,42 ±0,25	-2,94 ±0,34	0,25 ±0,22	0,36 ±0,71
5018 ME	1,65 ±0,75	1,03 ±2,31	1,37 ±0,58	0,69 ±0,94	-3,27 ±0,71	-4,94 ±1,69	0,24 ±0,54	-0,33 ±0,73
5898 L-O	0,050 ±0,517	-0,74 ±0,72	0,253 ±0,298	-0,46 ±0,34	3,92 ±0,26	4,61 ±1,14	3,04 ±0,25	3,42 ±0,56

Através das Tabelas 5.1 e 5.2 notamos que, para as galáxias observadas em duas direções (NGC 3904, NGC 5018 e NGC 5898), os índices de Lick médios nucleares, os índices médios externos e os índices médios calculados para toda a região observada de cada galáxia estão de acordo entre si, com exceção dos índices Mg₂ e <Fe> das regiões externas de NGC 5018, cf. veremos adiante. Nas Figuras 5.1 a 5.5 fizemos as comparações com os modelos de PES de V2001. Cada trilha na diagonal indica uma família de PES de uma determinada idade, com várias metalicidades, relativa ao padrão de abundância solar, com as seguintes distribuições: para idade de 2 bilhões de anos (ou 2 Ganos), somente há PES com [Fe/H]=0 e [Fe/H]=0,2; para as idades de 2,8, 3,55 e 4 Ganos há PES desde [Fe/H]=-0,38 até [Fe/H]=0,2; para idades de 6 e 8 Ganos a metalicidade varia de [Fe/H]=-0,68 até [Fe/H]=0,2 e para idades de 10 a 16 Ganos, a metalici-

dade varia de $[Fe/H]=-1,68$ até $[Fe/H]=0,2$.

Para determinarmos a metalicidade e a idade das populações estelares, a relação mais usada é $\langle Fe \rangle$ vs. $H\beta$. Podemos também usar $\langle Fe \rangle$ vs. $H\delta$ ou $\langle Fe \rangle$ vs. $H\gamma$. Para isso, o índice (ou uma média dos índices) do espectro de abertura para o qual pretendemos obter a metalicidade e a idade das estrelas, deve se sobrepor em algum ponto das trilhas dos modelos. Assim, como já sabemos qual é a metalicidade e a idade de cada modelo, determinamos a metalicidade e a idade de cada região observada de uma galáxia. Nos gráficos $\langle Fe \rangle$ vs. Indicador de idade das Figuras 5.1 até 5.5 a metalicidade aumenta de baixo para cima, enquanto que a idade da direita para a esquerda. Caso o ponto (ou a média) não coincida com nenhum dos modelos, isto indica que:

- a) há uma sobreabundância ou subabundância do elemento químico formador da absorção;
- b) a absorção do índice pode estar preenchida/contaminada por linhas de emissão (linhas da série de Balmer do Hidrogênio);
- c) a transformação ao Sistema Lick não está adequada; ou
- d) o índice foi mal calculado devido à baixa razão S/R.

Para verificarmos o item (a) acima, construímos outras relações como Mg_2 vs. $\langle Fe \rangle$, $Na D$ vs. $\langle Fe \rangle$, cf. as Figuras 5.1 a 5.5. As linhas de conexões pretas e/ou vermelhas nestas figuras conectam os índices Lick para cada espectro de abertura numa dada direção observada da galáxia. As regiões mais externas observadas das galáxias são as extremidades destas linhas e a região nuclear são seus pontos centrais. Analisaremos individualmente a seguir as principais relações.

5.4 DISCUSSÕES

NGC 3904: para esta galáxia (Figura 5.1) observamos leves sobreabundâncias de Mg e Na em relação ao Fe, cf. notamos na relação Mg_2 vs. $\langle Fe \rangle$ e $Na D$ vs. $\langle Fe \rangle$. Para a relação $\langle Fe \rangle$ vs. $H\beta$, calculamos a média desses indicadores para a região nuclear e para a

região externa (região menor do que $r=0,55r_e$). Como a diferença entre os erros dos índices medidos ao longo dos eixos MA e ME é pequena, colocamos apenas as barras de erros dos índices medidos no MA. Na região nuclear a distribuição da população estelar varia desde 3,5 Ganos até pouco mais de 10 Ganos, cf. a barra de erro em $H\beta$ (veja a Tabela 5.2 para os erros de cada indicador), sendo que a metalicidade varia entre $[Fe/H]=-0,68$ a $[Fe/H]=0,2$. Já para as regiões mais externas, a idade e metalicidade são menores, porém com erros maiores, considerando somente a observação no MA: $3,5 \leq \tau \leq 6$ Ganos e $[Fe/H] \approx -0,68$. Devido à pequena sobreabundância de Mg, os pontos deste índice quase não se sobrepõem aos dos modelos de V2001 na relação Mg_2 vs. $H\beta$. O mesmo pode ser dito sobre a relação Na D vs. $H\beta$, que também evidencia a sobreabundância do Na em relação ao Fe e cuja análise não pode fornecer estimativas de τ e $[Fe/H]$. Em termos gerais, podemos afirmar que para NGC 3904 a distribuição de populações estelares é praticamente homogênea dentro da região de observada em termos de idades ($4 \leq \tau \leq 10$) e razões sobresolares de Mg/Fe e Na/Fe que são >0 . A metalicidade é bem heterogênea: $(-0,7 \leq [Fe/H] \leq +0,2)$ com um marcante gradiente radial. Os índices Lick médios calculados para a região nuclear são similares àqueles da região externa, com exceção do $\langle Fe \rangle$ no MA (Tabela 5.2).

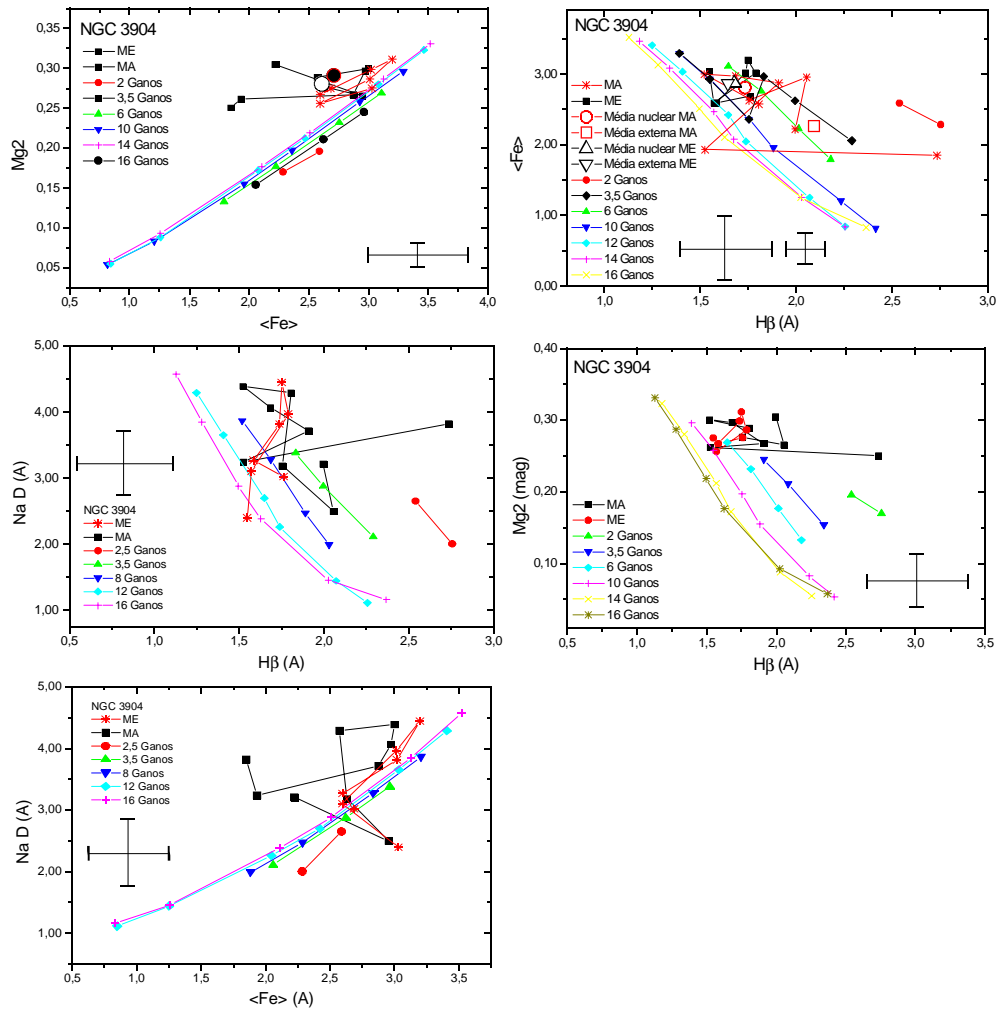


Fig. 5.1 - NGC 3904: comparações os com modelos de PES de Vazdekis 2001. Nas relações Mg_2 vs. $\langle Fe \rangle$ e NaD vs. $\langle Fe \rangle$ as barras de erro são apenas para o MA; na figura $\langle Fe \rangle$ vs. $H\beta$, as barras de erro são para a região nuclear (menor) e para a região externa (maior). Nas duas figuras do centro, as barras de erro são uma média de todos os pontos do MA e ME.

NGC 5018: apresenta uma população muito jovem tanto na região nuclear (<2 Ganos), como na central (≈ 2 Ganos, Figura 5.2). A relação Mg_2 vs. $\langle Fe \rangle$ mostra que as regiões mais externas observadas do MA têm uma sobreabundância de Mg em relação ao Fe, enquanto que na região externa do ME ocorre uma subabundância de Mg. Na região nuclear a razão Mg/Fe é praticamente solar a partir da observação de ambos eixos. A média dos dois eixos ($\langle Fe \rangle = 2,57 \pm 0,59 \text{ \AA}$ e $Mg_2 = 0,208 \pm 0,007 \text{ mag}$), bem próximo do centro das trilhas dos modelos de V2001, confirma que não há uma sobreabundância de Mg relativo ao Fe na região nuclear. Esta região tem uma dispersão muito baixa em idade das populações estelares: entre 1 e 3 Ganos, cf. notamos nas relações $\langle Fe \rangle$ vs. $H\beta$, $\langle Fe \rangle$ vs. $H\delta_A$ e $\langle Fe \rangle$ vs. $H\gamma_A$. Analisando apenas a região externa do ME, através do gráfico $\langle Fe \rangle$ vs. $H\gamma_A$, podemos inferir $\tau \approx 10-16$ Ganos, levando em conta os erros dos índices e com $[Fe/H]$ menor que a da região nuclear ($[Fe/H] \approx -0,6$ contra $[Fe/H] \approx +0,2$). Contudo, por meio do gráfico $\langle Fe \rangle$ vs. $H\beta$ é obtido da região externa do ME: $\tau \approx 3-16$ Ganos e $[Fe/H] \approx -1,5-0,0$. Os dados restantes (região nuclear do ME e região externa do MA) concordam entre si, apresentando $\tau \approx 1$ a 3 Ganos e $[Fe/H] \approx 0,0$. As fortes linhas de $H\beta$, $H\delta$ e $H\gamma$ indicam uma história recente de formação estelar na região central e talvez na região externa, concordando com outros estudos, como C93. No núcleo a formação estelar perdurou por mais tempo e pode ter havido um enriquecimento predominante por SN-Ia.

Em termos gerais, pode-se afirmar para NGC 5018 que na região nuclear há uma homogeneidade na distribuição das populações estelares: $\tau \approx 2$ Ganos, $[Fe/H]$ solar e razão Mg/Fe solar, enquanto que nas regiões externas há populações estelares distintas, cf. a direção analisada: no MA $\tau \approx 2$ Ganos, $[Fe/H]$ solar e razão $Mg/Fe > 0$ e no ME $3 \leq \tau \leq 13$ Ganos, $[Fe/H] \approx -1$ e razão $Mg/Fe < 0$. Esta galáxia tem populações estelares heterogêneas com irregularidades internas na história do enriquecimento químico. Segundo Terlevich e Faber (2002), NGC 5018 tem no núcleo ($r_e/8$) $\tau \approx 1,5$ Ganos, $[Fe/H] = +0,37$ e $[Mg/Fe] = +0,11$.

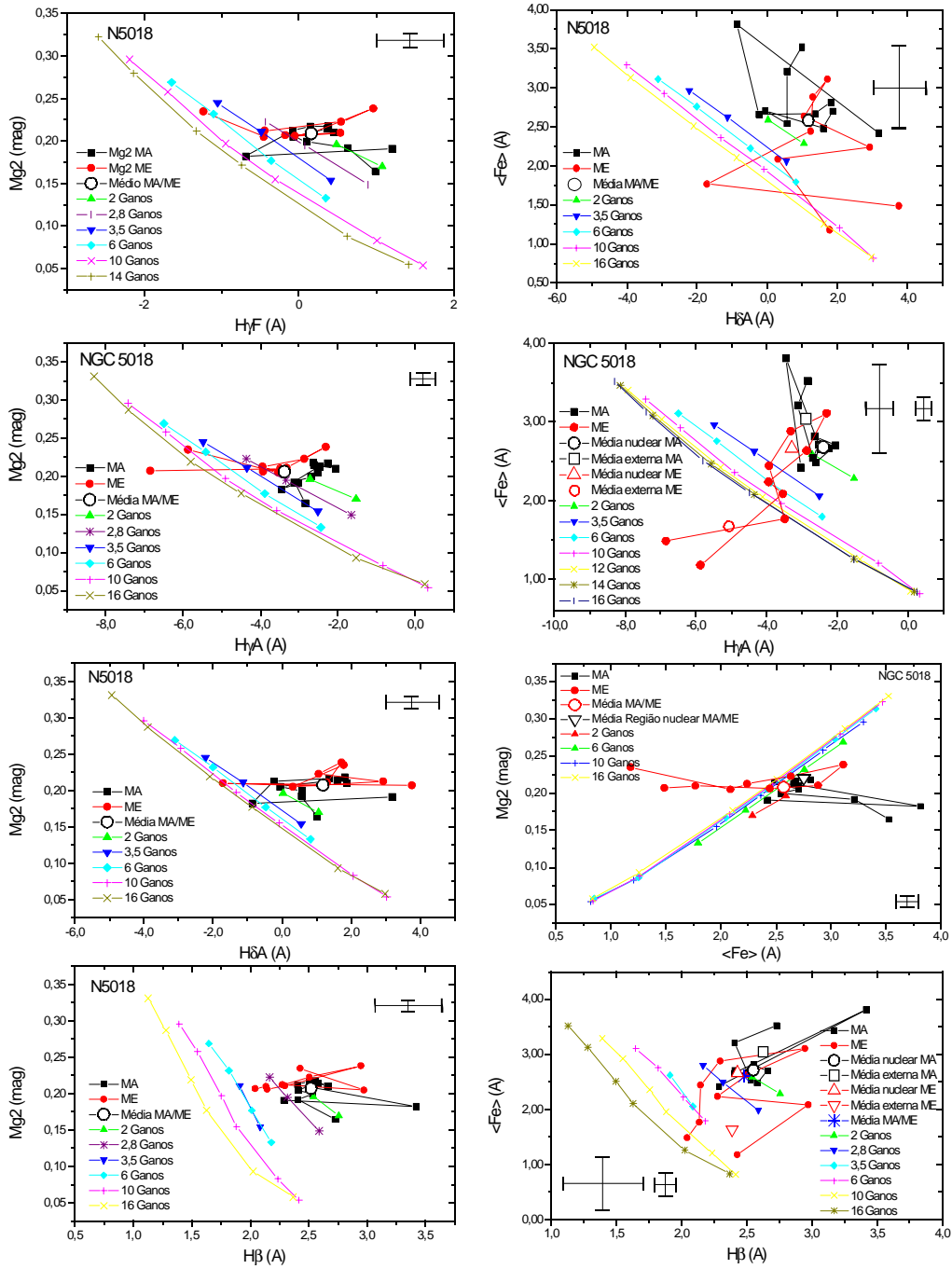


Fig. 5.2 - NGC 5018: comparações com os modelos de PES de Vazdekis 2001. As barras de erros menores são do núcleo e as barras de erro maiores são da região externa do MA. Quando houver uma única barra de erro ela se refere ao erro da região nuclear do eixo MA.

NGC 5576: na Figura 5.3 a relação $Mg_2 \times \langle Fe \rangle$ mostra que o índice médio está aproximadamente no centro das trilhas de metalicidade e idade dos modelos V2001, indicando que não há uma sobreabundância de Mg em relação ao Fe. Contudo, para a região mais externa ($r=0,92r_e$), há uma pequena sobreabundância de Mg, que pode ser notada também na relação $\langle Fe \rangle$ vs. $H\beta$ através da queda da metalicidade $[Fe/H]$ em relação ao núcleo, neste mesmo ponto. A partir da relação $\langle Fe \rangle$ vs. $H\beta$, a metalicidade é aproximadamente solar ($[Fe/H] \approx 0$) e a idade está em torno de 6 Ganos para a região nuclear, ambas variando muito pouco. Na região externa a metalicidade diminui: $[Fe/H]$ entre -0,68 até -0,38, e a idade aumenta: ≈ 11 Ganos, porém há erros bem maiores; indicando uma distinção entre o núcleo e a região externa em termos de τ e $[Fe/H]$ estelares. Como não há uma sobreabundância Mg relativa ao Fe na região nuclear, Mg_2 confirma as tendências na idade e na metalicidade, cf. a relação Mg_2 vs. $H\beta$ apresentada na Figura 5.3, cuja média central concorda com a relação $\langle Fe \rangle$ vs. $H\beta$. A relação Na D vs. $\langle Fe \rangle$ mostra que somente para as duas aberturas mais externas há uma sobreabundância do Na D sobre o Fe. Em resumo, temos: para as populações estelares nuclear $\tau \approx 6$ Ganos, $[Fe/H]$ solar e razão Mg/Fe e Na/H solares; e para a região externa $\tau \approx 11$ Ganos, $[Fe/H]$ subsolar e talvez com sobreabundância de Mg e Na em relação ao Fe. O enriquecimento químico foi dominado por SN-II crescente no sentido da periferia para o núcleo, onde a formação estelar perdurou por mais tempo e pode ter havido um predomínio do enriquecimento por SN-Ia.

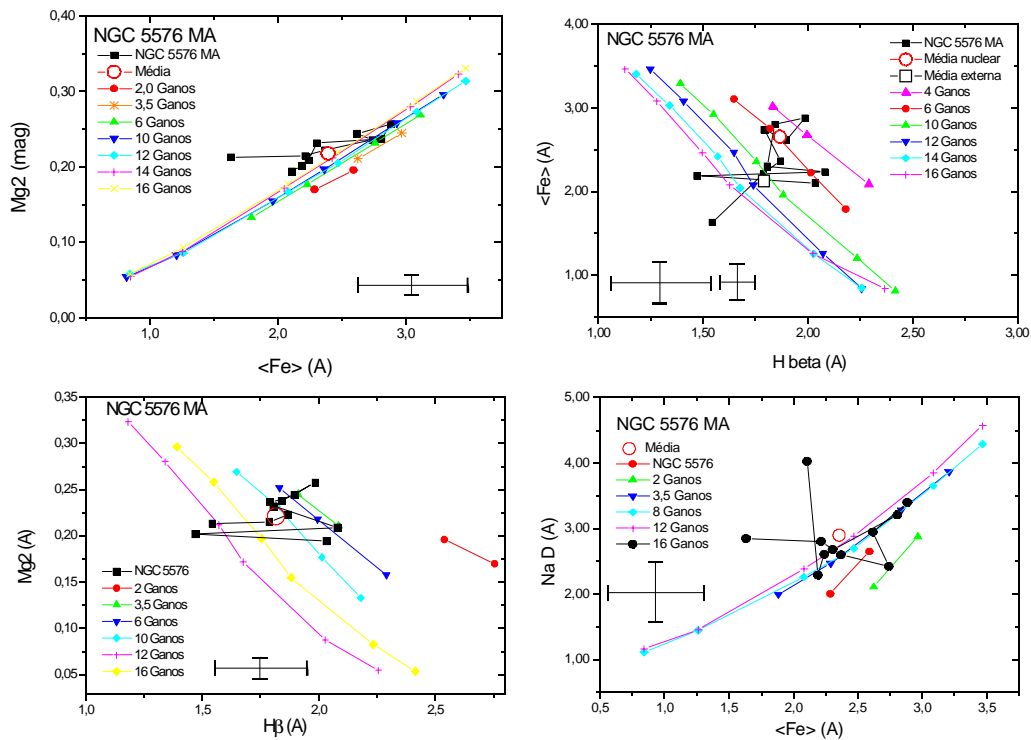


Fig. 5.3 - NGC 5576: comparações com os modelos de PES de Vazdekis 2001. As barras de erro maiores são da região externa. Uma única barra de erro indica o ponto médio global.

NGC 5796: esta galáxia tem uma forte sobreabundância de Mg e Na em relação ao Fe, cf. notamos na relação Mg_2 vs. $\langle Fe \rangle$ e Na D vs. $\langle Fe \rangle$ da Figura 5.4. Estas sobreabundâncias fazem com que os índices Mg_2 e do Na D medidos fiquem um pouco acima da região prevista pelos modelos, cf. notamos nas relações Mg_2 vs. $\langle Fe \rangle$ e Na D vs. $\langle Fe \rangle$. Pela relação $\langle Fe \rangle$ vs. $H\beta$ a metalicidade nuclear indica uma população estelar velha no núcleo ($\tau=16 \pm 2$ Ganos) e mais jovem na periferia ($\tau \approx 3,5$ Ganos), mas com uma dispersão de erro maior. A metalicidade é em torno da solar ($[Fe/H] \approx 0$) em ambas as regiões, sendo que na região externa $[Fe/H] \approx +0,2$ e no núcleo $[Fe/H] \approx -0,2$. É interessante notar que enquanto a intensidade média do índice Lick Mg_2 diminui na periferia (Tabela 5.2 e

Figura 4.5.c), o índice médio do $\langle Fe \rangle$ aumenta. Isto sugere que o enriquecimento por SN-II foi mais intenso no núcleo do que na periferia, tal que a formação estelar foi mais prolongada na região externa do que no núcleo.

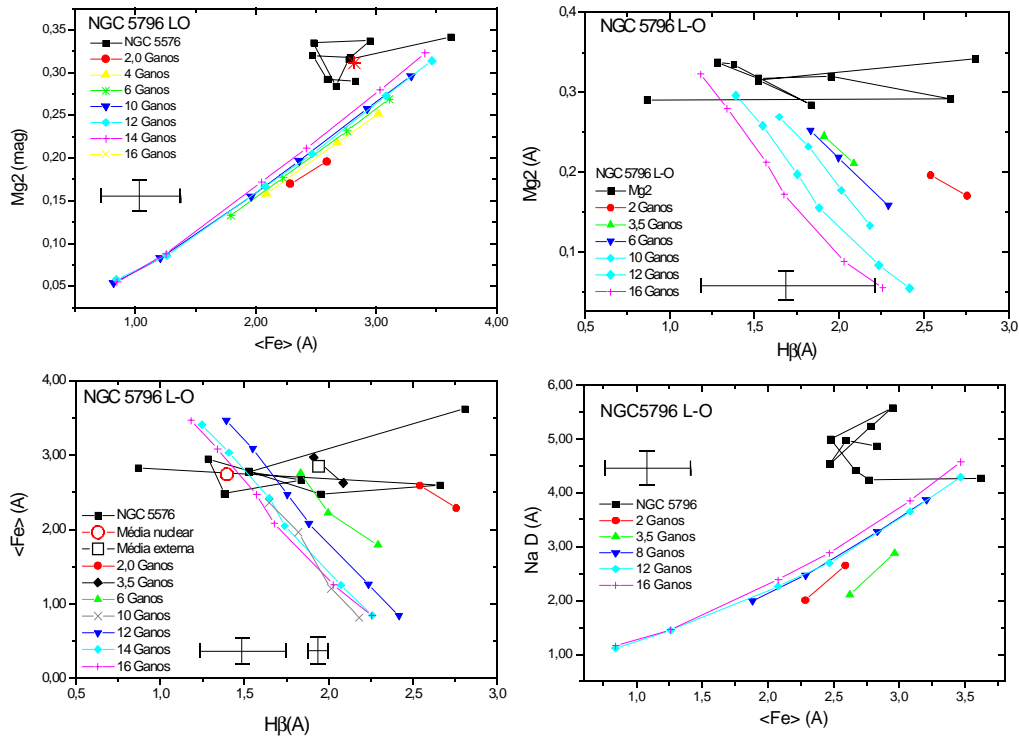


Fig. 5.4 - NGC 5796: comparações com os modelos de PES de Vazdekis 2001. As barras de erro dos gráficos Mg_2 vs. $\langle Fe \rangle$ e Mg_2 vs. $\langle H\beta \rangle$ são o desvio padrão de todos os pontos destes índices, enquanto que no gráfico inferior os erros são para a região nuclear.

NGC 5898: na direção L-O há uma sobreabundância de Mg em relação ao Fe, enquanto que na direção N-S a razão Mg_2/Fe é praticamente solar, cf. notamos na relação Mg_2 vs. $\langle Fe \rangle$ da Figura 5.5. A metalicidade obtida através da relação $\langle Fe \rangle$ vs. $H\beta$ é, para a região nuclear, $[Fe/H] \approx +0,1$ em ambas as direções. Para as idades da região nuclear, na direção N-S encontramos $\tau = 10-12$ Ganos e na direção L-O $\tau = 11 \pm 2$ Ganos. Para as regiões externas, a metalicidade é $[Fe/H] \approx 0,1$ e a idade é $\tau = 6 \pm 2$ Ganos em ambas as regiões, lembrando que $r \approx 0,41r_c$ na direção N-S e $r \approx 0,57r_c$ na direção L-O. Ou seja, a região externa parece ter uma população estelar um pouco mais jovem do que a do núcleo, mas com metalicidade similar. Os índices da série de Balmer ($H\delta$ e $H\gamma$) não foram utilizados pois estão muito distantes das trilhas dos modelos de V2001, como podemos notar nas relações $\langle Fe \rangle$ vs. $H\gamma_A$, Mg_2 vs. $H\gamma_A$ e Mg_2 vs. $H\delta_A$. Isto provavelmente aconteceu devido à contaminação por linhas de outros elementos, pois o índice Lick mais estreito, $H\delta_F$, foi o que melhor concordou com os modelos de V2001, tendo valores de metalicidades e idades bem próximos aos medidos a partir da relação $\langle Fe \rangle$ vs. $H\beta$. Há uma sobreabundância de Mg em relação ao Fe. Por isso, não podemos obter a metalicidade da relação Mg_2 vs. $H\beta$, pois seus índices não se sobrepõem às trilhas dos modelos de PES de V2001. Concluindo, o núcleo tem populações estelares evoluídas ($\tau = 11$ Ganos) e ricas em metais ($[Fe/H] \approx +0,1$) com razões sobresolar de Mg/Fe , enquanto a região externa tem populações menos evoluídas ($\tau = 6$ Ganos) e com razão $[Mg/Fe]$ solar.

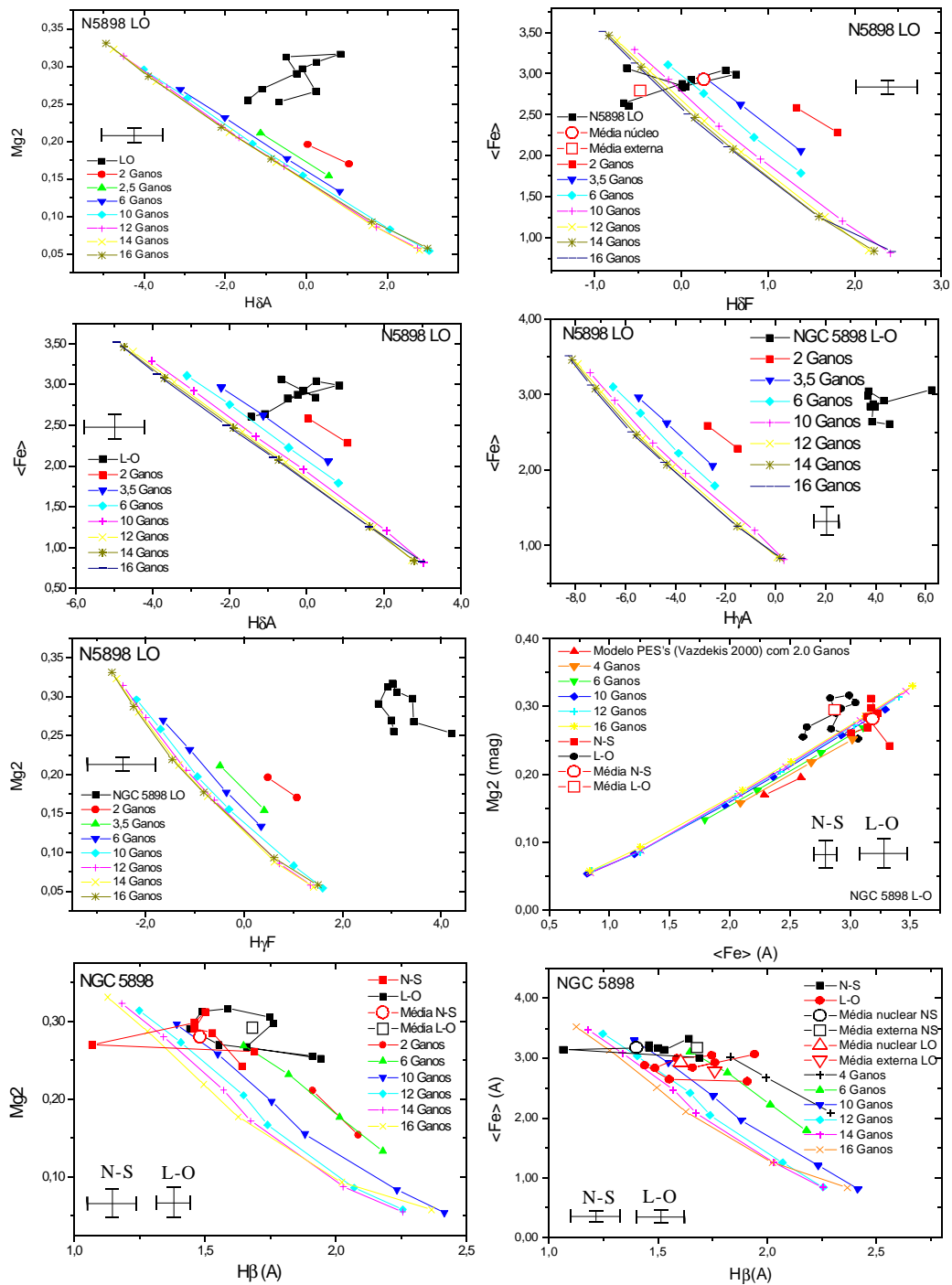


Fig. 5.5 - NGC 5898: comparações com os modelos de PES de Vazdekis 2001. Todas as barras de erros se referem à região nuclear. (continua)

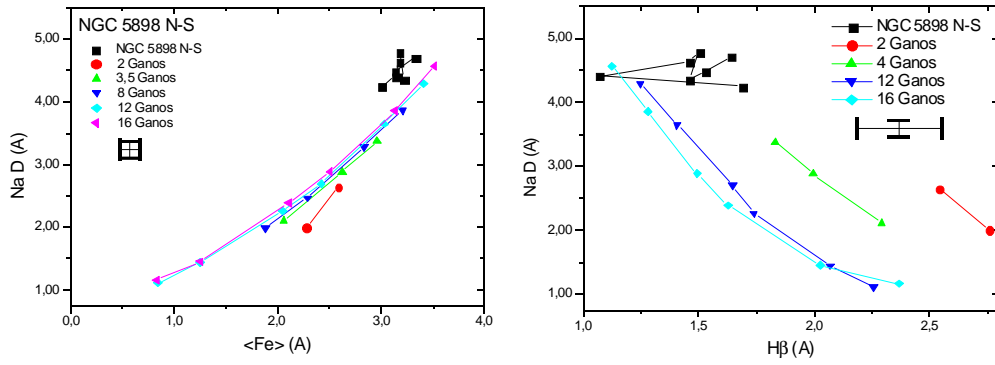


Fig. 5.5 - (Conclusão) NGC 5898: comparações com os modelos de PES de Vazdekis 2001. Todas as barras de erros se referem à região nuclear.

CAPÍTULO 6

CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

Se fechares a porta a todos os erros, a verdade ficará do lado de fora
Rabindranath Tagore

A Tabela 6.1 resume as principais propriedades dinâmicas e as populações estelares para cada galáxia, de acordo com o que foi visto nos Capítulos 3, 4 e 5.

TABELA 6.1 - PRINCIPAIS PROPRIEDADES DINÂMICAS E POPULAÇÕES ESTELARES DAS GALÁXIAS OBSERVADAS

NGC	$\nabla\sigma_v$	Ψ_{est} ($^\circ$)	(V_{rot}/σ_v) *	τ			τ			Classif. Dinâmica
				[Fe/H]	Mg/Fe		[Fe/H]	Mg/Fe		
				Nuclear			Externa			
3904	<0	11 ± 26	0,30 $\pm 0,05$	inter	sobre	sobre	inter	sub	sobre	Sem rotação global e com anisotropia na distribuição de vel.
5018	\approx plano	25 ± 19	0,47 $\pm 0,20$	jovem	solar	solar	jovem inter	sub e solar	sub e sobre	NDC com rotação diferente da global
5576	<0	In-det.	0,22 $\pm 0,13$	inter	solar	solar	velha	sub	sobre	Sem rotação global e com anisotropia na distribuição de vel.
5796	<0	In-det.	0,76 $\pm 0,10$	velha	sub	sobre	jovem	sobre	sobre	Considerável rotação global ou NDC
5898	>0	30 ± 6	0,88 $\pm 0,07$	velha	sobre	sobre	inter	sobre	solar	Rotação global c/ $\nabla\sigma_v$ estranhamente positivo

Notas: $\nabla\sigma$ = gradiente da σ_v ; Ψ_{est} =desalinhamento cinemático estimado; τ =idade: jovens < 6 Ganos, velhas >10 Ganos e inter=intermediária entre 6 e 10 Ganos; [Fe/H]=metallicidade: *sobre* indica populações estelares mais rica em metais do que o sol, *solar* indica populações estelares com metalicidade solar e *sub* indica populações

estelares mais pobres em metais do que o sol. Para as galáxias observadas em mais de uma direção, foi feita uma média das propriedades dinâmicas e das populações estelares.

6.1 CONCLUSÕES POR GALÁXIAS

De acordo com as discussões nos Capítulos 3, 4 e 5, criamos o resumo da Tabela 6.1 e fizemos conclusões para cada galáxia (região central), baseando-nos nas seguintes hipóteses:

Dispersão de velocidades: $\nabla\sigma_v < 0$ ou nulo -o sistema pode ser globalmente relaxado originado de um colapso dissipativo ou fusão antiga, podendo, também, apresentar NDC tipos *a* ou *b* (cf. Seção 3.5.1); $\nabla\sigma_v > 0$ -sistema com assinaturas de uma fusão "recente"; neste caso, o perfil da σ_v geralmente é irregular.

Parâmetro de rotação: $(v_{rot}/\sigma_v) < 0,7$, não há rotação significativa; $0,7 < (v_{rot}/\sigma_v) < 1,0$, há rotação global e $(v_{rot}/\sigma_v) \approx 1$, rotante oblato.

Desalinhamento cinemático: $\psi_{est} \approx 0^\circ$: eixo de rotação alinhado com o eixo menor, sistema axissimétrico e $\psi_{est} > 0^\circ$: sistema triaxial com rotação global ou não.

Populações estelares: (i) gradientes de *Z* e idade nulos: mistura uniforme de populações por fusão de sistema sem gás ou colapso rápido; (ii) gradientes de *Z* e idade negativos: colapso dissipativo lento ou fusão de sistemas com gás ou, (iii) gradientes de *Z* e idade positivos: formação estelar foi continuada na periferia indicando colapso antigo para a região central e formação estelar continuada fora do núcleo por interações com outras galáxias.

Enriquecimento químico: o processo dominante de enriquecimento químico comumente foi por SN-Ia ou SN-II, tal que: (i) SN-II quando $[Mg/Fe]$ e $[Na/Fe]$ são sobresolares (maior que zero) e, (ii) SN-Ia quando $[Mg/Fe]$ e $[Na/Fe]$ for solar ou subsolar (igual ou menor que zero).

Sendo assim, podemos concluir que:

NGC 3904: sistema gravitacionalmente relaxado, formado pelo colapso dissipativo do gás, sem rotação global e com anisotropia na distribuição de velocidades que, conjugada com o desalinhamento cinemático do seu eixo de rotação projetado no céu, indica um sistema triaxial. As populações estelares são homogêneas com idades intermediárias (6-10 Ganos) tanto no núcleo como nas regiões externas. Já a metalicidade é heterogênea e maior do que a solar. O enriquecimento químico foi levemente predominante por SN-II.

NGC 5018: NDC do tipo *a* com rotação nuclear diferente do restante da galáxia e sinais de fusão recente. Seu eixo de rotação está desalinhado cinematicamente indicando triaxialidade. Embora as populações estelares do núcleo sejam jovens, sua metalicidade é baixa, comparada com populações de mesma idade. Já na região externa, as populações estelares são jovens, porém ricas em metais. O núcleo tem uma história recente de formação estelar que pode ter sido disparado por um evento recente de interação dinâmica. Esta galáxia é um sistema heterogêneo em populações estelares com irregularidades internas na história do enriquecimento químico, predominando, na região externa, o enriquecimento por SN-II, embora o gradiente do $\langle \text{Fe} \rangle$ no ME indique o contrário, evidenciando uma galáxia bem peculiar. NGC 5018 é a única galáxia da amostra com sinais de interação dinâmica relativamente recente. Para Malin e Carter (1983), esta galáxia possui isofotas em forma de conchas concêntricas (shells), uma cauda e duas companheiras, concordando com G2000 que a identificou como membro de um grupo de 3 galáxias no seu catálogo de grupos.

NGC 5576: Sem rotação global e com anisotropia na distribuição de velocidades. As populações estelares são distintas entre o núcleo ($\tau=6-10$ Gnaos) e a periferia ($\tau>10$ Gnaos) tanto em idades como em metalicidade. Como os gradientes de Mg_2 , $Mg\ b$ e $Na\ D$ são <0 , isto indica que há um enriquecimento químico crescente por SN-II no sentido da periferia para o núcleo, onde a formação estelar perdurou por mais tempo. Estão, este sistema é globalmente relaxado e o colapso monolítico dissipativo é o cenário mais favorável para a formação desta galáxia, embora precisamos ainda observar seu outro eixo.

NGC 5796: possui uma considerável rotação global e pode ter um NDC do tipo *a* ou *b*. Podemos considerar um sistema achatado por rotação, no limiar de um sistema oblato. A distinção entre as populações estelares do núcleo e periferia sugere que houve um maior enriquecimento químico por ventos de SN-II no núcleo e por SN-Ia na periferia, tal que a formação estelar foi mais prolongada na região externa do que no núcleo. Sendo assim, o cenário para a formação desta galáxia pode ter sido colapso antigo para região central com formação estelar continuada na periferia devido a interações com outras galáxias.

NGC 5898: possui uma rotação global com $\nabla\sigma_v$ estranhamente positivo. Seu eixo de rotação tem um considerável desalinhamento cinemático projetado no céu. Logo este é um sistema triaxial. A metalicidade indicada por $[Fe/H]$ é semelhante no núcleo e na periferia. Porém, há uma distinção em idade e abundância $[Mg/Fe]$ do núcleo para a periferia. O enriquecimento químico foi dominado por SN-II crescente da periferia para o núcleo e a formação estelar prosseguiu para fora do núcleo. O alto gradiente negativo de Mg_2 em ambos os eixos ($\approx -0,7$) pode ser uma evidência de que NGC 5898 se formou pela fusão recente de duas galáxias disparando ventos de SN-II's que enriqueceram o MI e, conjugado com o $\nabla\sigma_v > 0$, a formação estelar continuada na periferia e a abundância nuclear de Mg_2 pode explicar um outro cenário: de que esta galáxia esteja acretaando gás enriquecido do meio extragaláctico. Conclusão esta que concorda com Appleton (1990) de que este seja um sistema binário com evento recente ($\approx 0,3$ Ganos) de acreção de gás de sua companheira.

6.2 PERSPECTIVAS FUTURAS

Além dos resultados apresentados neste trabalho, como trabalhos futuros, ainda poderemos:

- a) realizar comparações com resultados de galáxias de diferentes massas/luminosidades;
- b) realizar comparações com resultados de galáxias *E's* de outros ambientes, especialmente de aglomerados que devem ter, em média, estrelas mais velhas e mais pobres em metais;
- c) calcular a massa dinâmica para a região central;
- d) realizar comparações com modelos de populações estelares com razões não-solares de Mg/Fe e Na/Fe (Thomas et al. 2002);

- e) realizar comparações com simulações numéricas de colapsos ou fusões de galáxias (Capelato et al. 1995), com modelos de relaxação gravitacional não-dissipativa (Dantas, 2001) e com modelos de evolução químico-dinâmica de esferóides colapsando (ex. Friaça et al. 1998);
- f) adotar indicadores de idades mais precisos (ex. $H\beta_{HR}$) ou aplicar correções confiáveis ao $H\beta$ devido à emissão nebular, adotar mais indicadores Lick de metalicidade em Fe (ex. Fe5015) e outros indicadores Lick de abundância de elementos leves como C, Ca; todos com precisões adequadas;

Como os processos de tratamento das imagens, extração dos espectros, cálculo dos índices Lick, correção dos índices e efeitos de aberturas são muito laboriosos, o ideal é reduzir os erros dos índices Lick e automatizar grande parte desses processos. No entanto, para automatizarmos tais processos devemos ter um grande número de espectros e galáxias para analisarmos. Isto está se tornando realidade com a entrada em funcionamento de técnicas mais avançadas, como mapeamento bidimensional, o qual pode ser obtido com a espectroscopia IFU (*Integral Field Unit*) nos observatórios SOAR e Gemini, dos quais o Brasil faz parte. A espectroscopia IFU pode fazer centenas de espectros de uma galáxia de uma só vez. Com as observações nos observatórios SOAR e Gemini poderemos obter imagens de objetos mais distantes, melhores razões S/R e objetos próximos com mais detalhes.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

Appleton, P. N.; Pedlar, A.; Wilkinson, A. Extended neutral hydrogen emission in the NGC 5903/5898 binary elliptical system - Evidence for a double-galaxy accretion event. **Astrophysical Journal**, v. 357, n. 2, p. 426-434. July, 1990.

Bender, R. Velocity anisotropies and isophote shapes in elliptical galaxies. **Astronomy and Astrophysics**, v. 193, n. 1-2. p. 134. Mar. 1988.

Bender, R., Saglia, R.P. Gerhard, Line-of velocity distributions of elliptical galaxies. **Monthly Notices Royal Astronomical Society**, v. 269, n. 3, p. 785. 1994.

Bertelli, G.; Bressan, A.; Chiosi, C.; Fagotto, F.; Nasi, E. Theoretical isochrones from models with new radiative opacities. **Astronomy and Astrophysics Supplement**, v. 106, n. 2, p. 275. 1994.

Bertola, F., Bettoni, D. The counterrotation of gas and stars in the dust lane elliptical NGC 5898D. **Astrophysical Journal**, v. 329, n. 1, p. 102. June, 1988.

Bertola, F., Capaccioli, M., Galletta, G., Rampazzo, R. Minor-axis kinematics for seven elliptical galaxies. **Astronomy and Astrophysics**, v. 192, n. 1, p. 24. 1988.

Binggeli, B. On the intrinsic shape of elliptical galaxies. **Astronomy and Astrophysics**. v. 82, n. 3, p. 289-294. 1980.

Binney, J.; Merrifield, M. **Galactic Astronomy**. Princeton: Princeton Paperbacks. 1998.

Bowers, R.; Deeming, T. **Astrophysics I – Stars**, Boston: Jones e Bartlett Publishers. 1984.

Burstein, D.; Heiles, C. Reddening estimates for galaxies in the 2nd reference catalog and the uppsala general catalog, **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 54, n. 1, p. 33-79. 1984.

Burstein, D.; Faber S.M.; Gonzalez, J.J. Old stellar populations. 3. The metallicities of M5, M71, AND M67. **Astrophysical Journal**, v.91, n. 5, p. 1130-1139. May, 1986.

Buzzoni, G.; Mantegazza, L. Metallicity distribution of elliptical galaxies through a quantitative calibration of the magnesium Mg_2 Index. **Astrophysical Journal**, v. 103, n. 1, p. 1814. 1992.

Caon N.; Macchetto D.; Pastoriza M. A survey of the interstellar medium in early-type galaxies. III. Stellar and gas kinematics. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 127, n. 1, p. 39. Mar. 2000.

- Capelato, H. V.; de Carvalho, R.R.; Calberg, R.G. Mergers of dissipationless systems: clues about the fundamental plane. **Astrophysical Journal**, v. 451, n. 2, p. 525. Oct. 1995.
- Cardiel et al. Reliable random error estimation in the measurement of line-strength indices. **Astronomy and Astrophysics Supplement**, v. 127, n. 3, p. 597. Feb. 1998.
- Carollo, C.M. e Danziger, I.J. Colours line strengths and stellar kinematics of NGC2663 and NGC5018. **Monthly Notices Royal Astronomical Society**, v. 270, n. 4, p. 743. Oct. 1994.
- Carollo, C.M., Danziger, I.J., Buson, L. Metallicity gradients in early type galaxies, **Monthly Notices Royal Astronomical Society**, v. 265, n. 3, p. 553. 1993.
- Dalle Ore, C; Faber, S. M.; Jesus, J.; Stoughton, R.; Burstein, D. Galaxy velocity dispersions using a cross-correlation method, Part 1; **Astrophysical Journal**. v. 366, n. 1, p. 38. Jan. 1991.
- Dantas, Christine C.; Investigações sobre as relações de escala dos sistemas estelares auto-gravitantes. Tese de Doutorado. São José dos Campos. **Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais-INPE**. Set. 2001.
- Davies, R. L., Efstathiou, G., Fall, S. M., Illingworth, G., Schechter, P. L. The kinematic properties of faint elliptical galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 266, n. 1, p. 41. 1983.
- Davies, R.L., Burstein, D., Dressler, A., Faber, S.M., Lynden-Bell, D., Terlevich, R.J., Wegner, G. Spectroscopy and photometry of elliptical galaxies. II - The spectroscopic parameters. **Astrophysical Journal**, v. 64, n. 4, p. 581. 1987.
- de la Rosa et al. The fundamental plane of elliptical galaxies in compact groups. **Astrophysical Journal**, v. 122, n. 1, p. 93. 2001.
- de Vaucouleurs et al. **Third Reference Catalogue of Bright Galaxies**, New York: Springer-Verlag. 1991.
- Efstathiou, G.; Ellis, R.S.; Carter, D. Spectroscopic observations of three elliptical galaxies. **Monthly Notices Royal Astronomical Society**, v. 193, n. 3, p. 931. 1980.
- Faber, S. M.; Burstein, D.; Dressler, A. Spectrum of the halo of the cD galaxy in Abell. **Astrophysical Journal**, v. 82, n. 12, p. 941. Dec. 1977.
- Faber, S. M.; Friel, E. D.; Burstein, D.; Gaskell, C.M. Old stellar populations. II - an analysis of K-giant spectra, **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 57, n. 2, p. 711-741. 1985.
- Faber, S.M.; Wegner, G.; Burstein, D.; Davies, R.L.; Dressler, A.; Lynden-Bell, D.; Terlevich, R.J. Spectroscopy and photometry of elliptical galaxies. VI - Sample selection and data summary, **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 69, n. 4, p. 763-808. April, 1989.

- Faber, S. M.; Worthey, G.; Gonzales, J. J. Absorption-line spectra of elliptical Galaxies and Their Relation to Elliptical Formation, **IAU Supplement**, n. 149, p. 255. 1992.
- Franx, M.; Illingworth, G.; Heckman, T. Major and minor axis kinematics of 22 ellipticals. **Astrophysical Journal**, v. 344, n. 2, p. 613-636. Sept. 1989.
- Franx, M.; Illingworth, G.; de Zeeuw, T. The ordered nature of elliptical galaxies - Implications for their intrinsic angular momenta and shapes. **Astrophysical Journal**, v. 383, n. 1, p. 112-134. 1991.
- Friça, Amancio C.S.; Terlevich, Roberto J. Formation and evolution of elliptical galaxies and QSO activity. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 298, n. 2, p. 399-415. Aug. 1998
- Girardi, L.; Bressan, A.; Bertelli, G.; Chiosi, C. Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to 7 Msun, and from $Z=0.0004$ to 0.03. **Astronomy and Astrophysics Supplement**, v. 141, n. 3, p. 371. Feb. 2000.
- Giuricin G., Marinoni C., Ceriani L., Pisani A. Nearby Optical Galaxies: Selection of the sample and identification of groups. **Astrophysical Journal**, v. 543, n. 1, p. 178. Nov. 2000.
- González, J. J., PH.D. Thesis, Line strength gradients and kinematic profiles in elliptical galaxies, Santa Cruz: **University of California**. 1993.
- Gorgas, J.; Efstathiou, G.; Salamanca, A. Aragon, line strengths in early-type galaxies. **Royal Astronomical Society**, v. 245, n. 2, p. 217-237. July, 1990.
- Gourgoulhon, E.; Chamaraux, P.; Fouque, P. Groups of galaxies within 80 Mpc .1. Grouping hierarchical method and statistical properties. **Astronomy and Astrophysics**, v. 255, n. 1-2, p. 69-86. 1992.
- Henry, R.B.C.; Worthey, G. The distribution of heavy elements in spiral and elliptical galaxies. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 111, n. 755, p. 919-945. Aug. 1999.
- Jorgensen, I.; Franx, M.; Kjaergaard, P. Spectroscopy for e-galaxy and s0-galaxy in 9 clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 276, n. 4, p. 1341-1364. Oct. 1995.
- Jorgensen U.G.; Jimenez R. Globular clusters 1 and 3 in the Fornax dwarf galaxy. **Astronomy and Astrophysics**, v. 317, n. 1, p. 54-64. Jan. 1997.
- Kobayashi, C.; Arimoto, N. Gradients of absorption-Line strengths in elliptical galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 527, n. 1, p. 573. 1999.
- Kormendy, J, **Observation of Galaxy Structure and Dynamics**, Herzberg: Herzberg Institute of Astrophysic. 1982.

- Kormendy, J.; Djorgovski, S. Surface photometry and the structure of elliptical galaxies. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**. n. 27, p. 235-277. 1989.
- Koprolin, W.; Zeilinger, W. W.; Line-of-sight velocity distributions of 53 early-type galaxies. **Astronomy and Astrophysics Supplement**. v.145, n. 1, p.71-82. Jul. 2000.
- Kurtz, M. J.; Mink, D. J.; RVSAO 2.0: Digital Redshifts and Radial Velocities. **The Publications of the Astronomical Society of the Pacific**. v. 110, n. 750, p. 934-977. Aug. 1998.
- Larson, R.B. Models for the Formation and Evolution of Spherical Galaxies, **International Astronomical Union**. n° 58, p. 191L. 1974.
- Longhetti, M.; Rampazzo, R.; Bressan, A.; Chiosi, C. Star formation history of early-type galaxies in low density environments. I. Nuclear line-strength indices, **Astronomy and Astrophysics Supplement**, v.130, n. 2, p.251. 1998.
- Malin, D. F.; Carter, D. A catalog of elliptical galaxies with shells. **Astrophysical Journal**. v. 274, n. 2, p. 534-540. Nov. 1983.
- Matsushita et al. Detections of hard X-ray emissions from bright early-type galaxies with ASCA. **Astrophysical Journal**. v. 436, n. 1, p. 399. Nov. 1994.
- Matteucci, F., **Galactic evolution**, Trieste: Sissa preprint 149/96/A, 1996.
- Matteucci, F.; Gibson, B. K. Chemical abundances in clusters of galaxies., B.K. **Astronomy and Astrophysics**, v 304, n. 1, p. 11. Dec. 1995.
- Milone, A. Síntese espectral de Bandas do TiO em Aglomerados Globulares e Galáxias E/S0: a Razão Elementos – Alfa/Ferro. Tese de Doutorado. São Paulo. **IAG-USP, Instituto Astronômico e Geofísico da Universidade de São Paulo**. Set. 1996.
- Milone, A.; Barbuy, B.; Schiavon, R. P. The ratio of α -elements to Iron in early-type galaxies from TiO and Mg₂. **The Astronomical Journal**, v. 120, n. 1, p. 131-138. July 2000.
- Misselt, K. A.; Clayton, G.C.; Gordon, K.D. Optical long-slit spectroscopy of a sample of spiral galaxies. **Publications Astronomical Society of the Pacific**, v. 111, n. 765, p. 1398-1409. 1999.
- Morgan, W.W., Mayall, N.U., A Spectral classification of galaxies. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 69, n. 409, p. 291. Aug. 1957.
- NED - NASA/IPAC Extragalactic Database**, <<http://nedwww.ipac.caltech.edu/>> 09/09/2002.
- Oliveira Filho, Kepler S. e Saraiva, M. F.O. **Astronomia e astrofísica**; Porto alegre: Ed. UFRGS, 2000.

- Sargent, W. L. W., Schechter P.L., Koksenberg, A., e Shortridge, K. Velocity dispersions for 13 galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 212, n. 2, p. 236. Mar. 1977.
- Soares, Domingos S.L. **Astronomia e astrofísica em português**, 19 kB. <<http://www.fisica.ufmg.br/~dsoares/aap/aap.html>>, 25/08/2002.
- Statler, Thomas S., Uncovering the intrinsic shapes of elliptical galaxies. 1: Theoretical velocity field models, **Astrophysical Journal**, v. 425, n. 2, p. 458-480, 1994a.
- Statler, T. S.; Smecker-Hane, T.; Cecil, G.; The stellar; velocity field and intrinsic shape of NGC 1700; **American Astronomical Society**. n. 26, p.1398, Dec. 1994b.
- Televick, A.I.; Faber, D.A. A catalogue and analysis of local galaxy ages and metallicities, **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 330, n. 3, p. 547-562. Mar. 2002.
- Thomas, D.; Maraston, C.; Bender, R.; The epochs of early-type galaxy formation. **Astrophysics and Space Science**, v. 281, n. 1-2, p. 371-374. 2002.
- Tinsley, B.M., Stellar evolution in elliptical galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 178, n.2, p. 319-336, Dec, 1972.
- Tinsley, B.M., Evolution of the stars and gas in galaxies. **Fundamentals of Cosmic Physics**. v. 5, n. 1, p. 287, 1980.
- Tonry, J.L. e Davis, M.; A survey of galaxy redshifts I. Data reduction, **Astronomical Journal**, v. 84, n. 10, p. 1511. Oct. 1979.
- Tonry, J.L. e Davis, M.; Velocity dispersions of elliptical and S0 galaxies. I - Data and mass-to-light ratios. II- Infall of the local group to Virgo. **Astrophysical Journal**. v. 246, n. 3, p. 666. June, 1981.
- Tonry et al. Properties of cD galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 356, n. 1, p. 234. 1987.
- Tully, R. Brent, Estimates of Omega based on motion within the local superclusters. **International Astronomical Union**. n. 215, p. 214. Jan. 1987.
- Vazdekis, A.; Casuso, E.; Peletier, R. F.; Beckman, J. E. A new chemo-evolutionary population synthesis model for early-type Galaxies. I. Theoretical basis. **Astrophysical Journal Supplement**, v.106, p.307. Oct. 1996.
- Vazdekis, A. Evolutionary Stellar Population Synthesis at 2 Å Spectral Resolution. **Astrophysical Journal**, v. 513, n. 1, p. 224-241. Mar. 1999.
- Vazdekis, A. Evolutionary stellar population synthesis at 2 Å spectral resolution, **Astrophysics and Space Science**, v. 276, n. 2-4, p. 921-929. 2001.
- Vorontsov-Velyaminov, B. A. **Extragalactic astronomy**. Chur, Suíça: Harwood Academic Publishers. 1987. 724 p.

Weiss, A.; Peletier, R. F.; Matteucci, F.; Synthetic metal line indices for elliptical galaxies from super metal-rich $\{\alpha\}$ -enhanced stellar models. **Astronomy and Astrophysics**. v.296, n. 1, p.73, 1995.

Worthey, G.; Faber, S. M.; Gonzalez, J. J.; Mg and Fe absorption features in elliptical galaxies. **Astrophysical Journal**. v. 398, n. 1, p. 69-73. Oct. 1992.

Worthey G.; Comprehensive stellar population models and the disentanglement of age and metallicity effects. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 95, n. 1, p. 107-149. Nov, 1994.

Worthey, G.; Faber, S. M.; Gonzalez, J. Jesus; Burstein, D.; Old stellar populations. 5: Absorption feature indices for the complete LICK/IDS sample of stars. **The Astrophysical Journal Supplement Series**. v. 94, n. 2, p. 687. Oct, 1994

Worthey G.; Ottaviani, D.L. H gamma and H delta Absorption Features in Stars and Stellar Populations. **Astrophysical Journal Supplement**. v.111, n. 2, p.377. Aug, 1997.

APÊNDICE A

CONFIGURAÇÃO DO ESPECTRÓGRAFO CASSEGRAIN

INSTRUMENTO: ESPECTRÓGRAFO CASSEGRAIN f/10	
DATA: 07-09/04/2000	
REDE: 600/500	ORDEM: 1 D

ESCALA DE DISPERSÃO (Å/pix): ~ 2,0	ESCALA DE FENDA (" /100µm): 1,25
ESCALA ESPACIAL NO DETETOR (" /pix): 1	ÂNGULO DE POSIÇÃO DA FENDA: L-O=270°

λ CENTRAL (Å)	5350	4900
COBERTURA (Å)	~ 4300 a 6400	~ 3840 a 5960
ÂNGULO DA REDE	-10° 11'	-9° 19'
FOCO COLIMADOR	5.50	4.75
LTMA (Fenda de 160µm) (em pixels)	~ 2.0	~ 2.0
FILTRO (OBJETO)	GG385 (#5)	GG385 (#5)
POSIÇÃO TILT	3.00	3.00
LÂMPADA DE COMPARAÇÃO	He-Ar	He-Ar
FILTRO (LÂMPADA DE COMPARAÇÃO)	GG385	GG385
FILTRO (CÂMERA DE GUIAGEM)	Clear (# 1)	Clear (# 1)

CCD # 106 SITE 1024 x 1024	GANHO: 5e ⁻ / ADU
RUÍDO DE LEITURA: 4.1 e ⁻	DIMENSÃO PIXEL (µm): 24 x 24
FORMATO: [290 : 615 , *]	POSIÇÃO DO OVERSCAN: 1025 - 1050

APÊNDICE B

CORRELAÇÕES E AUTO-CORRELAÇÕES ENTRE OS ESPECTROS ESTELARES DE LICK E OS NOSSOS

Estrela	Estrela	R	h	LTMA _{pico} (km/s)
---------	---------	---	---	--------------------------------

REGIÃO VERMELHA

Correlação entre os espectros Lick e nossos espectros estelares

Hr5366	Hr5370	20,07	0,831	298*
Hr5366	Hr5582	19,76	0,832	302
Hr5366	Hr4932	19,46	0,826	297
Hr5370	Hr5366	23,45	0,867	290
Hr5370	Hr5582	43,42	0,927	293*
Hr5370	Hr4932	20,18	0,847	292
Hr4932	Hr5366	28,29	0,891	286*
Hr4932	Hr5370	20,21	0,859	290
Hr4932	Hr5582	17,53	0,85	293
Média das melhores LTMA				291

Auto-correlação entre nossos espectros estelares

Hr5366	Hr5370	35,75	0,943	245
Hr5366	Hr5582	27,22	0,92	249
Hr5366	Hr4932	54,59	0,961	244*
Hr5370	Hr5366	42,90	0,949	245
Hr5370	Hr5582	52,38	0,957	254*
Hr5370	Hr4932	32,49	0,931	246
Hr4932	Hr5366	65,26	0,967	244*
Hr4932	Hr5370	31,88	0,934	247
Hr4932	Hr5582	24,68	0,905	251
Média das melhores LTMA				247

REGIÃO AZUL

Correlação entre os espectros Lick e os nossos espectros estelares

hr4932lick	Hr5196	21,77	0,854	276*
hr4932lick	Hr5690	13,17	0,766	266
hr4932lick	Hr5854	19,12	0,841	275
hr5156lick	Hr4932	8,62	0,681	269

hr5156lick	Hr5690	13,17	0,766	*258
hr5156lick	Hr5854	10,98	0,739	262
hr5690lick	Hr4932	10,90	0,706	281
hr5690lick	Hr5196	13,24	0,751	274
hr5690lick	Hr5854	15,24	0,777	*274
hr5854lick	Hr4932	16,50	0,833	259
hr5854lick	Hr5196	22,46	0,869	254
hr5854lick	Hr5690	22,91	0,875	*249
Média das melhores LTMA				264

Auto-correlações entre nossos espectros estelares

Hr4932	Hr5196	59,95	0,966	*225
Hr4932	Hr5690	14,70	0,819	224
Hr4932	Hr5854	32,86	0,936	227
Hr5196	Hr4932	54,84	0,963	226
Hr5196	Hr5690	19,69	0,887	220
Hr5196	Hr5854	57,38	0,964	*223
Hr5690	Hr4932	14,63	0,821	224
Hr5690	Hr5196	19,39	0,884	220
Hr5690	Hr5854	25,14	0,923	*221
Hr5854	Hr4932	33,93	0,939	228
Hr5854	Hr5196	59,24	0,966	*223
Hr5854	Hr5690	25,14	0,923	221
Média das melhores LTMA				223

Notas: *=melhores correlações ou auto-correlações. A legenda é a mesma da Tabela 3.1.

APÊNDICE C

ÍNDICES LICK MEDIDOS PARA CADA DIREÇÃO DAS GALÁXIAS OBSERVADAS

TABELA C.1 - ÍNDICES LICK PARA NGC 3904 MA

	Raio	Mg1	eMg1	Mg2	eMg2	TiO1	eTiO1	Fe43	eFe43	Ca44	eCa44	Fe45	eFe45	Fe46	eFe46	Hβ	eHβ	Fe50	eFe50
	-15,70	0,122	0,018	0,251	0,012	0,098	0,014	2,021	1,512	-0,436	0,730	2,005	0,919	1,406	1,446	2,736	0,375	3,639	0,931
	-9,01	0,130	0,017	0,262	0,010	0,041	0,011	4,670	1,224	1,459	0,670	2,239	0,808	3,280	1,193	1,525	0,321	4,697	0,798
	-4,93	0,132	0,016	0,267	0,009	0,047	0,010	7,145	1,075	2,302	0,637	3,630	0,764	5,505	1,000	1,909	0,266	5,036	0,717
	-2,20	0,145	0,015	0,297	0,008	0,056	0,01	5,772	0,915	1,977	0,514	3,836	0,683	7,250	0,841	1,684	0,222	5,561	0,615
	0,00	0,152	0,014	0,300	0,007	0,053	0,007	5,674	0,807	2,255	0,441	3,915	0,617	7,528	0,713	1,521	0,190	6,189	0,535
163	2,20	0,147	0,015	0,289	0,008	0,043	0,008	4,242	0,882	2,234	0,480	3,678	0,657	5,905	0,814	1,805	0,221	5,902	0,593
	4,93	0,132	0,015	0,277	0,009	0,043	0,010	5,315	1,015	2,022	0,560	3,323	0,725	4,025	0,972	1,755	0,264	4,956	0,682
	9,01	0,135	0,017	0,266	0,011	0,034	0,011	5,820	1,295	2,788	0,842	4,225	0,918	3,929	1,230	2,055	0,326	4,980	0,867
	15,75	0,132	0,018	0,305	0,012	0,036	0,013	4,368	1,454	1,471	0,766	2,651	0,934	3,800	1,433	1,995	0,389	3,652	0,937
	Raio	Mg b	eMg b	Fe52	eFe52	Fe53	eFe53	Fe54	eFe54	Fe57	eFe57	Fe58	eFe58	NaD	eNaD	<Fe>	e<Fe>	S/R	
	-15,7	3,537	0,613	3,170	0,604	0,530	0,867	2,407	0,544	1,388	0,409	0,834	0,454	3,820	0,434	1,850	0,736	27	
	-9,01	3,297	0,520	2,648	0,525	1,220	0,758	1,482	0,450	0,822	0,338	0,889	0,396	3,242	0,381	1,934	0,642	34	
	-4,93	4,703	0,488	3,466	0,492	2,282	0,726	1,344	0,406	0,933	0,290	0,435	0,343	3,718	0,344	2,874	0,609	44	
	-2,20	4,403	0,407	3,671	0,431	2,276	0,625	1,446	0,346	0,944	0,238	0,575	0,302	4,066	0,302	2,973	0,528	59	
	0,00	4,647	0,343	3,387	0,378	2,613	0,542	1,766	0,295	0,845	0,199	0,673	0,269	4,392	0,274	3,000	0,460	74	
	2,20	4,403	0,381	3,150	0,409	1,998	0,584	1,626	0,326	1,003	0,233	0,637	0,293	4,288	0,296	2,574	0,496	58	
	4,93	4,744	0,450	2,912	0,462	2,350	0,673	1,624	0,385	0,804	0,279	0,665	0,340	3,185	0,335	2,631	0,568	44	
	9,01	4,527	0,597	3,339	0,577	2,568	0,891	1,488	0,508	0,723	0,357	0,632	0,423	2,499	0,401	2,953	0,734	34	
	15,75	5,523	0,622	2,578	0,602	1,862	0,869	2,017	0,528	-0,506	0,403	0,592	0,450	3,211	0,439	2,220	0,736	27	

TABELA C.2 - ÍNDICES LICK PARA NGC 3904 ME

	Raio	Mg1	eMg1	Mg2	eMg2	TiO1	eTiO1	Fe43	eFe43	Ca44	eCa44	Fe45	eFe45	Fe46	eFe46	Hβ	eHβ	Fe50	eFe50
	-15,75	0,165	0,018	0,338	0,012	0,075	0,014	-1,545	0,000	0,753	0,730	3,274	0,000	-1,457	1,446	1,834	0,375	8,031	0,000
	-9,01	0,123	0,017	0,275	0,010	0,060	0,011	4,453	0,000	2,256	0,670	3,549	0,000	3,161	1,193	1,760	0,321	6,305	0,000
	-4,93	0,125	0,016	0,267	0,009	0,059	0,010	5,082	0,000	2,841	0,637	4,355	0,000	4,992	1,000	1,585	0,266	5,304	0,000
	-2,2	0,141	0,015	0,299	0,008	0,053	0,008	4,392	0,000	2,343	0,514	3,723	0,000	5,979	0,841	1,737	0,222	5,783	0,000
	0	0,156	0,014	0,311	0,007	0,054	0,007	5,689	0,000	1,782	0,441	3,975	0,000	7,345	0,713	1,750	0,190	6,284	0,000
	2,2	0,143	0,015	0,286	0,008	0,041	0,008	5,336	0,000	1,946	0,480	3,503	0,000	6,844	0,814	1,788	0,221	5,714	0,000
	4,93	0,117	0,015	0,256	0,009	0,047	0,010	3,486	0,000	1,506	0,560	3,385	0,000	5,957	0,972	1,571	0,264	6,035	0,000
	9,04	0,120	0,017	0,275	0,011	0,063	0,011	6,107	0,000	1,970	0,842	3,271	0,000	5,752	1,230	1,548	0,326	5,312	0,000
	15,75	0,093	0,018	0,289	0,012	0,058	0,013	-5,413	0,000	4,048	0,766	2,884	0,000	4,137	1,433	0,639	0,389	5,406	0,000
164	Raio	Mg b	eMg b	Fe52	eFe52	Fe53	eFe53	Fe54	eFe54	Fe57	eFe57	Fe58	eFe58	ND	EnaD	<Fe>	A	S/R	
	-15,75	5,561	0,613	2,312	0,604	0,903	0,867	3,012	--	-0,223	0,409	-0,003	0,454	2,204	0,434	1,607	0,736	18	
	-9,01	4,493	0,52	3,204	0,525	2,164	0,758	3,054	--	0,808	0,338	0,252	0,396	3,024	0,381	2,684	0,642	26	
	-4,93	4,148	0,488	3,033	0,492	2,157	0,726	1,208	--	0,936	0,29	0,526	0,343	3,271	0,344	2,595	0,609	39	
	-2,2	4,442	0,407	3,349	0,431	2,691	0,625	1,59	--	0,701	0,238	0,713	0,302	3,819	0,302	3,02	0,528	58	
	0	4,563	0,343	3,305	0,378	3,092	0,542	1,953	--	0,829	0,199	0,666	0,269	4,447	0,274	3,198	0,46	79	
	2,2	4,409	0,381	3,23	0,409	2,793	0,584	1,702	--	0,71	0,233	0,539	0,293	3,967	0,296	3,012	0,496	55	
	4,93	4,126	0,45	2,939	0,462	2,249	0,673	1,669	--	0,337	0,279	0,65	0,34	3,105	0,335	2,594	0,568	37	
	9,04	4,974	0,597	3,565	0,577	2,494	0,891	2,774	--	0,653	0,357	-0,151	0,423	2,396	0,401	3,03	0,734	25	
	15,75	5,128	0,622	2,093	0,602	1,823	0,869	3,437	--	-0,448	0,403	-0,07	0,45	3,502	0,439	1,958	0,736	17	

TABELA C.3 - ÍNDICES LICK PARA 5018 MA (CONTINUA)

Raio	CN1	eCN1	CN2	eCN2	Mg1	eMg1	Mg0	eMg0	Mg2	eMg2	Ca42	eCa42	G43	eG43	Fe43	eFe43	Ca44	eCa44
-20,89	0,029	0,038	--	0,117	0,105	0,015	0,165	0,009	0,165	0,009	1,329	0,665	6,852	0,653	2,949	4,826	11,705	1,792
-12,6	0,008	0,036	-0,274	0,104	0,083	0,013	0,192	0,008	0,192	0,008	1,145	0,431	6,309	0,626	4,386	4,861	13,080	1,041
-7,79	0,018	0,035	-0,116	0,094	0,090	0,013	0,196	0,008	0,200	0,007	0,534	0,335	6,424	0,620	4,513	4,811	12,957	1,006
-4,62	0,032	0,033	0,054	0,075	0,088	0,012	0,205	0,007	0,205	0,007	0,719	0,296	6,299	0,607	3,994	4,669	12,391	0,909
-2,2	0,049	0,031	0,294	0,058	0,093	0,011	0,210	0,005	0,215	0,005	1,213	0,298	6,374	0,596	3,640	4,574	12,535	0,815
0	0,049	0,030	0,294	0,048	0,093	0,011	0,210	0,005	0,210	0,005	1,138	0,251	6,328	0,587	3,975	4,500	12,055	0,716
2,2	0,026	0,03	0,022	0,058	0,096	0,011	0,213	0,006	0,218	0,006	0,832	0,260	6,347	0,596	4,135	4,578	12,080	0,800
4,62	0,014	0,033	-0,123	0,080	0,093	0,012	0,218	0,007	0,217	0,007	0,401	0,274	6,396	0,610	3,685	4,703	12,170	0,920
7,79	0,019	0,035	-0,298	0,097	0,081	0,013	0,213	0,008	0,213	0,008	1,113	0,423	6,617	0,624	3,348	4,866	12,588	1,022
12,6	0,040	0,037	-0,093	0,114	0,106	0,014	0,184	0,008	0,182	0,008	1,257	0,448	6,514	0,625	3,644	4,855	12,972	1,035
20,89	-0,052	0,038	--	0,130	0,127	0,015	0,194	0,010	0,191	0,009	2,324	0,605	6,704	0,634	3,091	4,946	12,985	1,088

Raio	Fe45	eFe45	HB	eH β	Fe50	eFe50	Mg b	eMg b	Fe52	eFe52	Fe53	eFe53	Fe54	eFe54	Fe57	eFe57	Fe58	eFe58	<Fe>	E<Fe>	S/R
-20,89	2,57	0,73	2,73	0,32	16,12	1,15	1,78	0,51	3,56	0,60	3,49	0,90	4,05	0,60	2,25	0,39	1,54	0,45	3,52	0,75	31
-12,6	3,82	0,65	2,41	0,28	17,64	0,88	2,86	0,45	3,09	0,52	3,33	0,74	2,17	0,41	0,38	0,32	0,84	0,37	3,21	0,63	37
-7,79	3,52	0,61	2,53	0,26	16,68	0,82	3,14	0,42	2,68	0,49	2,40	0,69	1,68	0,38	1,20	0,29	0,53	0,34	2,54	0,59	41
-4,62	3,33	0,54	2,41	0,22	17,34	0,75	3,20	0,37	2,76	0,45	2,66	0,61	1,33	0,32	0,98	0,25	0,57	0,30	2,71	0,53	51
-2,2	3,41	0,47	2,58	0,18	17,51	0,65	3,09	0,31	2,81	0,39	2,16	0,52	1,17	0,27	0,87	0,19	0,56	0,25	2,49	0,46	73
0	3,46	0,43	2,66	0,16	17,66	0,59	3,08	0,27	3,01	0,36	2,39	0,47	1,38	0,23	0,97	0,17	0,68	0,23	2,70	0,42	95
2,2	3,68	0,48	2,56	0,19	17,56	0,66	3,37	0,32	3,09	0,40	2,54	0,53	1,52	0,27	0,94	0,20	0,64	0,26	2,81	0,47	71
4,62	3,37	0,56	2,51	0,23	17,24	0,77	3,00	0,38	2,99	0,46	2,35	0,62	1,51	0,33	1,15	0,25	0,75	0,31	2,67	0,54	49
7,79	3,56	0,63	2,40	0,27	17,37	0,85	2,88	0,43	2,81	0,51	2,51	0,71	1,93	0,39	0,79	0,30	0,50	0,35	2,66	0,61	40
12,6	3,32	0,67	3,42	0,29	16,04	0,89	2,85	0,46	3,62	0,53	4,00	0,75	2,37	0,42	1,58	0,33	0,63	0,37	3,81	0,64	35
20,89	1,41	0,71	2,29	0,33	12,64	0,96	1,25	0,51	1,53	0,58	3,31	0,81	3,74	0,47	2,60	0,38	1,70	0,43	0,70	0,38	30

TABELA C.3 - CONCLUSÃO

Raio	H δ_A	eH δ_A	H δ_F	eH δ_F	H γ_F	eH γ_F	H γ_A	eH γ_A	S/R
-20,89	0,998	1,003	0,495	0,52	0,987	0,628	-2,84	0,903	29
-12,6	0,562	0,91	1,894	0,375	0,628	0,495	-3,122	0,862	34
-7,79	0,567	0,895	1,553	0,328	0,099	0,482	-2,699	0,793	39
-4,62	-0,058	0,767	0,786	0,246	-0,076	0,454	-2,53	0,777	49
-2,2	1,598	0,64	1,435	0,2	0,359	0,32	-2,613	0,664	69
0	1,868	0,585	1,478	0,171	0,446	0,322	-2,055	0,838	87
2,2	1,817	0,636	1,206	0,193	0,378	0,404	-2,64	0,915	67
4,62	1,368	0,766	1,553	0,243	0,144	0,413	-2,261	1,048	46
7,79	-0,24	0,87	0,786	0,279	-0,082	0,466	-2,485	1,278	37
12,6	-0,855	0,995	0,602	0,328	-0,692	0,477	-3,456	0,863	32
20,89	3,186	1,127	2,237	0,434	1,206	0,557	-3,039	1,64	27

161

TABELA C.4 - ÍNDICES LICK PARA NGC 5018 ME (CONTINUA)

Raio	CN1	eCN1	CN2	eCN2	Mg1	eMg1	Mg0	eMg0	Mg2	eMg2	Ca42	eCa42	G43	eG43	Fe43	eFe43	Ca44	eCa44	Fe45	eFe45
-12,6	0,0102	0,0387	0,112	0,136	0,056	0,015	0,233	0,010	0,235	0,010	0,164	0,410	6,83	0,64	4,69	5,01	11,22	1,10	4,26	0,76
-7,79	-0,0172	0,0361	-0,370	0,110	0,066	0,014	0,206	0,009	0,205	0,009	0,161	0,323	6,40	0,63	4,34	4,84	11,78	0,99	2,96	0,65
-4,62	0,0084	0,0339	0,003	0,089	0,075	0,013	0,213	0,007	0,212	0,007	0,154	0,275	6,59	0,63	3,80	4,72	10,96	1,43	3,23	0,62
-2,2	0,0489	0,0319	0,227	0,068	0,092	0,011	0,222	0,006	0,223	0,006	0,746	0,262	6,48	0,60	5,99	4,57	11,97	0,80	3,63	0,49
0	0,0691	0,0309	0,539	0,061	0,107	0,011	0,234	0,005	0,238	0,005	1,224	0,320	6,30	0,59	5,73	4,49	11,71	0,90	3,99	0,47
2,2	0,0433	0,032	0,295	0,070	0,088	0,012	0,210	0,006	0,211	0,006	1,104	0,303	6,53	0,60	4,86	4,58	11,81	0,80	3,55	0,49
4,62	0,0244	0,0355	-0,010	0,103	0,085	0,013	0,202	0,008	0,206	0,008	-0,155	0,262	6,63	0,62	5,07	4,75	12,05	0,95	3,92	0,62
7,79	0,0404	0,039	-0,118	0,134	0,069	0,015	0,209	0,009	0,210	0,009	-0,191	0,300	6,69	0,68	6,17	5,09	12,54	2,29	4,04	0,85
12,6	-0,0594	0,039	-0,678	0,137	0,071	0,016	0,207	0,011	0,207	0,011	0,298	0,516	6,998	0,688	8,991	5,273	9,922	2,113	5,631	1,002

TABELA C.4 - CONCLUSÃO

Raio	H β	eH β	Fe50	eFe50	Mg b	eMg b	Fe52	eFe52	Fe53	eFe53	Fe54	eFe54	Fe57	eFe57	Fe58	eFe58	NaD	Ena D	<Fe>	e<fe>	S/R
-12,6	2,427	0,339	16,20	1,02	4,36	0,54	2,36	0,60	0,00	0,82	2,27	0,48	-0,83	0,39	0,53	0,43	1,26	0,59	1,18	0,71	28
-7,79	2,972	0,291	17,42	0,90	3,34	0,47	2,47	0,54	1,70	0,74	2,24	0,41	0,15	0,33	1,10	0,38	1,25	0,59	2,09	0,64	34
-4,62	2,275	0,25	17,55	0,98	3,22	0,44	2,78	0,50	1,69	0,68	1,30	0,38	0,64	0,27	0,66	0,33	1,25	0,59	2,24	0,59	45
-2,2	2,506	0,194	17,26	0,67	3,20	0,32	2,87	0,41	2,40	0,54	1,90	0,28	1,05	0,20	0,86	0,26	1,25	0,59	2,64	0,47	67
0	2,946	0,17	18,06	0,66	3,13	0,29	3,42	0,38	2,80	0,50	1,77	0,25	1,08	0,17	0,79	0,23	1,25	0,59	3,11	0,44	91
2,2	2,296	0,196	17,42	0,67	3,39	0,33	3,00	0,41	2,76	0,55	1,44	0,28	0,94	0,21	0,69	0,27	1,25	0,59	2,88	0,48	63
4,62	2,145	0,265	17,33	0,83	3,31	0,42	2,76	0,50	2,13	0,67	1,49	0,37	1,43	0,29	0,76	0,34	1,25	0,59	2,44	0,58	39
7,79	2,135	0,339	16,72	1,30	3,24	0,59	2,58	0,63	0,96	0,83	1,43	0,52	0,50	0,37	1,05	0,46	1,25	0,59	1,77	0,73	30
12,6	2,042	0,386	18,45	1,48	4,54	0,70	2,41	0,69	0,56	0,91	3,66	0,72	-2,28	0,35	0,85	0,48	1,25	0,59	1,49	0,80	27

167

Raio	H δ_A	eH δ_A	H δ_F	eH δ_F	H γ_F	eH γ_F	H γ_A	eH γ_A	S/R
-12,6	1,784	1,034	1,755	0,403	-1,237	0,731	-5,869	1,012	27
-7,79	0,308	1,038	0,904	0,317	-0,455	0,506	-3,545	1,338	32
-4,62	2,929	0,763	1,501	0,287	-0,445	0,533	-3,944	1,038	42
-2,2	1,058	0,691	1,203	0,229	0,542	0,412	-2,867	0,921	61
0	1,724	0,665	2,045	0,205	0,961	0,313	-2,306	0,654	82
2,2	1,302	0,704	1,632	0,233	0,180	0,343	-3,319	0,700	60
4,62	1,242	0,841	0,493	0,313	-0,054	0,502	-3,933	0,826	37
7,79	-1,715	1,068	-0,519	0,412	0,534	0,592	-3,487	1,008	28
12,6	3,758	0,995	0,629	0,467	-0,178	0,779	-6,847	1,392	24

TABELA C.5 - ÍNDICES LICK PARA NGC 5576 MA

	Raio	Mg1	eMg1	Mg0	eMg0	Mg2	eMg2	TiO1	eTiO1	Fe43	eFe43	Ca44	eCa44	Fe45	eFe45	Fe46	eFe46	Hβ	eHβ	
	-20,89	0,078	0,0154	0,2044	0,0106	0,2134	0,0105	0,076	0,012	2,922	1,064	1,275	0,494	3,221	0,769	-2,037	1,169	1,542	0,319	
	-12,6	0,0875	0,0148	0,2079	0,0096	0,2149	0,0095	0,048	0,0105	3,386	0,982	1,608	0,482	3,036	0,713	1,404	1,017	1,787	0,281	
	-7,79	0,0935	0,0142	0,2177	0,0087	0,2228	0,0086	0,0576	0,0096	4,192	0,903	2,264	0,481	3,745	0,69	1,811	0,904	1,869	0,251	
	-4,28	0,1091	0,0162	0,2333	0,0106	0,2363	0,0105	0,0889	0,012	2,539	1,136	1,884	0,605	3,529	0,81	4,727	1,156	1,792	0,32	
	-2,2	0,1135	0,0125	0,2431	0,0066	0,2442	0,0066	0,051	0,007	4,955	0,697	1,894	0,344	3,436	0,548	5,343	0,626	1,896	0,175	
	0	0,1218	0,0121	0,2559	0,0061	0,2573	0,0061	0,0543	0,0062	4,685	0,63	1,946	0,289	3,681	0,512	6,351	0,547	1,985	0,156	
	2,2	0,1079	0,0125	0,2318	0,0067	0,2374	0,0066	0,0539	0,007	5,085	0,701	2,112	0,354	4,047	0,571	6,309	0,635	1,841	0,177	
	4,62	0,1056	0,0135	0,2251	0,0077	0,2321	0,0076	0,0523	0,0084	4,368	0,803	1,81	0,407	3,582	0,622	5,235	0,774	1,805	0,215	
	7,79	0,0882	0,014	0,2085	0,0087	0,209	0,0086	0,0446	0,0094	4,948	0,886	2,048	0,441	3,045	0,658	2,663	0,902	2,08	0,254	
	12,6	0,0839	0,0147	0,2003	0,0096	0,2019	0,0095	0,0567	0,0106	3,777	0,971	0,948	0,454	3,592	0,723	3,189	1,007	1,469	0,283	
	20,89	0,0935	0,0158	0,1967	0,0104	0,1943	0,0104	0,0638	0,0117	3,61	1,091	1,434	0,55	2,074	0,746	4,356	1,126	2,034	0,317	
168	Raio	Fe50	eFe50	Mg b	eMg b	Fe52	eFe52	Fe53	eFe53	Fe54	eFe54	Fe57	eFe57	Fe58	EFe58	NaD	eNaD	<Fe>	e<Fe>	S/R
	-20,89	5,177	0,748	2,557	0,478	3,161	0,497	0,101	0,658	0,133	0,392	0,564	0,32	0,168	0,345	2,846	0,385	1,631	0,578	31
	-12,6	4,683	0,688	2,877	0,439	2,857	0,467	1,571	0,636	0,99	0,372	0,901	0,295	0,868	0,342	2,805	0,354	2,214	0,551	37
	-7,79	5,264	0,639	3,261	0,405	2,818	0,44	1,918	0,61	1,289	0,348	0,954	0,267	0,553	0,316	2,601	0,328	2,368	0,525	44
	-4,28	5,476	0,795	3,579	0,51	3,537	0,526	1,941	0,745	1,305	0,437	0,972	0,343	0,179	0,379	2,423	0,391	2,739	0,636	33
	-2,2	5,294	0,469	3,79	0,294	3,219	0,347	2,014	0,477	1,551	0,255	0,778	0,181	0,705	0,246	2,948	0,254	2,616	0,412	81
	0	5,644	0,413	3,944	0,254	3,369	0,312	2,397	0,408	1,516	0,214	0,821	0,152	0,578	0,214	3,401	0,231	2,883	0,36	105
	2,2	5,484	0,474	3,674	0,297	3,265	0,348	2,343	0,476	1,556	0,255	0,814	0,183	0,546	0,243	3,207	0,257	2,804	0,412	79
	4,62	5,379	0,562	3,588	0,356	2,834	0,395	1,772	0,542	1,345	0,304	0,865	0,228	0,632	0,282	2,68	0,295	2,303	0,468	55
	7,79	5,097	0,624	3,258	0,393	2,754	0,429	1,722	0,584	1,235	0,333	0,673	0,264	0,452	0,307	2,606	0,327	2,238	0,506	43
	12,6	3,831	0,677	2,623	0,434	2,898	0,462	1,481	0,62	1,517	0,365	0,919	0,292	0,915	0,334	2,291	0,355	2,189	0,541	36
	20,89	4,625	0,78	2,345	0,49	3,296	0,519	0,913	0,712	0,945	0,422	1,61	0,339	-0,065	0,364	4,027	0,383	2,105	0,615	32

TABELA C.6 - ÍNDICES LICK PARA NGC 5796 L-O

Raio	Mg1	eMg1	Mg0	eMg0	Mg2	eMg2	TiO1	eTiO1	Fe43	eFe43	Ca44	eCa44	Fe45	eFe45	Fe46	eFe46	H β	eH β	
-14,86	0,1427	0,0256	0,2877	0,0201	0,2902	0,02	-0,0153	0,0213	-0,402	2,786	3,923	1,381	2,003	1,523	8,724	2,359	0,869	0,728	
-9,19	0,1657	0,0234	0,2903	0,0166	0,292	0,0164	0,0527	0,018	6,726	2,26	1,135	1,416	4,275	1,394	9,812	2,132	2,659	0,558	
-5,45	0,1835	0,0207	0,3177	0,0126	0,3198	0,0125	0,0507	0,0137	4,369	1,686	2,349	1,072	3,523	1,083	8,211	1,59	1,951	0,404	
-2,59	0,172	0,0164	0,316	0,0091	0,3175	0,009	0,0338	0,0092	5,653	1,097	2,365	0,674	4,362	0,796	8,74	1,012	1,525	0,265	
0,00	0,1814	0,0149	0,3295	0,0076	0,3376	0,0075	0,0395	0,0076	6,367	0,872	2,542	0,519	4,166	0,662	8,466	0,777	1,284	0,205	
2,61	0,1748	0,0162	0,3332	0,009	0,3349	0,009	0,0371	0,0093	5,167	1,047	2,793	0,646	4,125	0,765	7,081	0,98	1,38	0,262	
5,47	0,1413	0,0186	0,282	0,0124	0,2843	0,0123	0,0404	0,0131	5,598	1,443	3,023	0,855	4,222	0,983	6,787	1,427	1,835	0,39	
9,21	0,1588	0,0221	0,3151	0,0161	0,3152	0,016	0,0393	0,0169	6,208	1,873	2,878	1,042	3,846	1,206	6,905	1,904	1,525	0,541	
14,88	0,1914	0,0263	0,3309	0,0202	0,3419	0,02	0,0104	0,0213	-1,068	2,522	3,679	1,214	8,844	1,526	8,641	2,385	2,807	0,684	
Raio	Fe50	eFe50	Mg b	eMg b	Fe52	eFe52	Fe53	eFe53	Fe54	eFe54	Fe57	eFe57	Fe58	eFe58	NaD	eNaD	<Fe>	e<Fe>	S/R
-14,86	6,78	1,587	4,864	1,009	3,68	0,908	1,974	1,335	3,346	0,841	-0,122	0,708	1,54	0,72	4,87	0,66	2,83	1,12	13
-9,19	6,914	1,459	4,312	0,937	3,189	0,846	2,002	1,362	1,546	0,831	0,443	0,624	0,05	0,67	4,97	0,58	2,60	1,10	18
-5,45	7,299	1,131	5,026	0,761	3,429	0,685	1,515	1,023	1,656	0,642	1,241	0,46	1,03	0,53	4,54	0,47	2,47	0,85	26
-2,59	6,741	0,748	4,945	0,487	3,287	0,492	2,278	0,767	1,783	0,434	0,456	0,291	0,71	0,37	5,23	0,34	2,78	0,63	46
0,00	6,342	0,591	5,224	0,383	3,414	0,412	2,48	0,628	1,702	0,339	0,795	0,225	0,87	0,31	5,58	0,29	2,95	0,52	67
2,61	6,311	0,722	5,684	0,477	3,268	0,48	1,691	0,732	1,988	0,423	0,793	0,289	1,08	0,37	4,99	0,34	2,48	0,61	46
5,47	5,851	0,981	4,832	0,64	3,019	0,613	2,312	0,916	1,76	0,544	0,276	0,408	0,70	0,46	4,41	0,44	2,67	0,77	26
9,21	7,04	1,252	6,266	0,795	2,46	0,747	3,082	1,068	1,43	0,651	0,122	0,534	1,03	0,57	4,24	0,54	2,77	0,91	18
14,88	1,377	1,572	4,98	0,991	4,383	0,869	2,854	1,179	0,378	0,759	0,189	0,682	-0,72	0,652	4,272	0,663	3,619	1,024	13

169

TABELA C.7 - ÍNDICES LICK PARA NGC 5898 N-S

Raio	Mg1	eMg1	Mg0	eMg0	Mg2	eMg2	TiO1	eTiO1	Fe43	eFe43	Ca44	eCa44	Fe45	eFe45	Fe46	eFe46	H β	eH β
-9,2	0,0953	0,0224	0,2418	0,02	0,2423	0,0166	0,0812	0,0186	6,329	2,388	1,998	1,559	4,614	1,449	3,106	2,276	1,641	0,589
-5,46	0,1244	0,0192	0,2832	0,0123	0,2853	0,0122	0,0528	0,0136	5,741	1,764	2,593	1,181	4,438	1,156	7,49	1,62	1,528	0,406
-2,6	0,1446	0,0163	0,2895	0,0092	0,2903	0,0092	0,0507	0,0098	5,731	1,18	2,63	0,755	3,792	0,824	7,484	1,089	1,459	0,277
0	0,1627	0,0148	0,3105	0,0078	0,3122	0,0077	0,0384	0,0078	6,574	0,93	2,777	0,561	3,742	0,684	6,982	0,84	1,501	0,218
2,6	0,1516	0,0163	0,2905	0,0092	0,2981	0,0091	0,0432	0,0094	5,317	1,14	2,339	0,721	3,974	0,822	7,328	1,075	1,459	0,277
5,46	0,1419	0,0194	0,2684	0,0123	0,2697	0,0122	0,0289	0,0129	6,429	1,609	2,39	1,036	4,76	1,108	4,439	1,535	1,067	0,407
9,2	0,1465	0,0237	0,2593	0,0167	0,2609	0,0165	0,0844	0,0188	7,741	2,272	2,812	1,465	5,047	1,484	7,484	2,191	1,689	0,596

170 Raio	Fe50	eFe50	Mg b	eMg b	Fe52	eFe52	Fe53	eFe53	Fe54	eFe54	Fe57	eFe57	Fe58	EFe58	NaD	eNaD	<Fe>	e<Fe>	S/R
-9,2	5,993	1,457	5,177	0,957	3,586	0,873	3,07	1,492	2,509	0,889	0,464	0,644	1,049	0,73	4,715	0,585	3,328	1,183	18
-5,46	6,538	1,137	5,277	0,784	3,376	0,697	2,899	1,172	1,852	0,688	1,18	0,463	1,187	0,557	4,484	0,472	3,138	0,934	27
-2,6	5,428	0,769	4,856	0,526	3,592	0,517	2,854	0,81	1,562	0,448	0,531	0,292	0,662	0,372	4,361	0,353	3,223	0,663	45
0	5,435	0,603	4,989	0,402	3,647	0,423	2,695	0,626	1,769	0,345	0,867	0,228	0,636	0,298	4,792	0,295	3,171	0,525	64
2,6	6,145	0,779	4,992	0,528	3,38	0,512	2,963	0,814	1,739	0,455	1,214	0,305	0,659	0,368	4,636	0,349	3,172	0,663	46
5,46	5,829	1,08	4,846	0,732	3,745	0,68	2,542	1,07	1,95	0,645	0,603	0,428	0,35	0,481	4,415	0,456	3,143	0,875	27
9,2	4,767	1,429	4,257	0,97	3,63	0,868	2,381	1,37	2,645	0,882	0,155	0,593	-0,16	0,607	4,251	0,595	3,005	1,119	18

TABELA C.8 - ÍNDICES LICK PARA NGC 5898 L-O

Raio	CN1	eCN1	CN2	eCN2	Mg1	eMg1	Mg0	eMg0	Mg2	eMg2	Ca42	eCa42	G43	eG43	Fe43	eFe43	Ca44	eCa4	Fe45	eFe4
																		4		5
-12,6	0,0559	0,0478	0,363	0,223	0,120	0,017	0,246	0,012	0,256	0,012	0,142	0,542	6,28	0,71	4,64	5,21	10,70	2,02	3,52	0,98
-7,79	0,0707	0,0437	0,393	0,184	0,122	0,016	0,269	0,010	0,270	0,010	1,158	0,753	6,46	0,68	5,94	5,05	10,89	1,90	2,74	0,83
-4,62	0,1075	0,0389	0,813	0,144	0,142	0,014	0,290	0,009	0,291	0,009	0,267	0,385	6,54	0,65	4,58	4,83	10,66	1,63	3,43	0,72
-2,2	0,1304	0,0352	1,054	0,109	0,152	0,012	0,312	0,007	0,313	0,007	0,303	0,293	6,51	0,62	5,56	4,66	11,11	1,26	3,90	0,60
0	0,1504	0,0336	1,174	0,093	0,161	0,012	0,308	0,006	0,317	0,006	0,956	0,359	6,53	0,61	5,72	4,60	11,13	1,07	3,40	0,53
2,2	0,1224	0,0345	0,976	0,103	0,155	0,013	0,297	0,007	0,306	0,007	1,056	0,475	6,56	0,63	5,47	4,73	11,39	1,42	3,28	0,59
4,62	0,095	0,0378	0,690	0,128	0,140	0,014	0,290	0,009	0,298	0,009	1,098	0,461	6,53	0,63	5,51	4,89	11,93	1,01	3,89	0,68
7,79	0,0983	0,043	0,708	0,182	0,119	0,016	0,266	0,011	0,267	0,011	1,830	1,134	6,48	0,70	5,21	5,19	11,24	2,35	3,32	0,90
12,6	0,0682	0,0459	0,513	0,203	0,127	0,017	0,244	0,012	0,253	0,012	0,631	0,650	6,76	0,67	6,42	5,30	12,29	1,31	4,21	0,92

Raio	eFe46	Fe46	H β	eH β	Fe50	eFe50	Mg b	eMg b	Fe52	eFe52	Fe53	eFe53	Fe54	eFe54	Fe57	eFe57	Fe58	eFe58	<Fe>	e<Fe>	SR
-12,6	-9,50	1,22	1,91	0,43	16,03	1,42	4,03	0,72	3,82	0,72	1,40	0,96	1,47	0,59	1,55	0,46	0,50	0,48	2,61	0,84	20
-7,79	-	1,00	1,55	0,37	15,73	1,26	4,23	0,63	3,14	0,64	2,14	0,90	1,58	0,52	0,31	0,37	0,94	0,45	2,64	0,77	24
-4,62	-9,28	0,80	1,44	0,29	16,48	1,09	4,30	0,53	3,27	0,55	2,49	0,78	1,44	0,43	0,87	0,31	0,85	0,38	2,88	0,67	33
-2,2	-8,67	0,66	1,49	0,23	16,95	0,87	4,85	0,43	2,97	0,46	2,70	0,64	1,66	0,34	0,74	0,23	0,83	0,30	2,83	0,55	47
0	-8,78	0,59	1,59	0,20	16,87	0,76	4,77	0,37	3,31	0,42	2,68	0,57	1,65	0,30	0,81	0,20	0,69	0,26	2,99	0,50	58
2,2	-8,63	0,64	1,75	0,23	16,91	0,92	4,69	0,45	3,49	0,49	2,60	0,68	1,70	0,37	0,75	0,25	0,61	0,32	3,04	0,58	47
4,62	-	0,96	1,76	0,30	17,39	0,91	4,83	0,49	3,22	0,54	2,63	0,75	1,46	0,42	0,64	0,33	0,69	0,38	2,93	0,65	32
7,79	-	0,94	1,66	0,38	16,94	1,45	4,25	0,70	2,79	0,68	2,90	1,06	0,10	0,49	1,06	0,42	0,44	0,46	2,84	0,87	24
12,6	-9,54	1,37	1,94	0,42	17,22	1,20	3,68	0,65	4,04	0,69	2,09	0,99	2,15	0,57	0,96	0,46	0,86	0,50	3,07	0,84	20

171

Raio	Hδ_A	eHδ_A	Hδ_F	eHδ_F	Hγ_F	eHγ_F	Hγ_A	eHγ_A	S/R
-12,6	-1,44	1,55	-0,61	0,93	3,033	0,613	4,562	1,175	19
-7,79	-1,09	1,296	-0,666	0,566	2,994	0,543	3,857	1,033	24
-4,62	-0,24	1,019	0,008	0,414	2,734	0,453	3,907	0,9	33
-2,2	-0,495	0,826	0,002	0,305	2,92	0,383	3,98	0,814	46
0	0,842	0,731	0,634	0,255	3,018	0,351	3,685	0,771	57
2,2	0,245	0,781	0,512	0,279	3,104	0,372	3,708	0,8	46
4,62	-0,101	0,963	0,111	0,364	3,422	0,443	4,319	0,896	31
7,79	0,228	1,185	0,045	0,483	3,446	0,522	3,781	1,041	24
12,6	-0,671	1,423	-0,629	0,685	4,214	0,584	6,241	1,138	20

As unidades dos índices Lick calculados neste apêndice são mesmas usadas na Tabela 4.1, inclusive o raio, que está em seg. de arco. Os índices estão abreviados e os erros são as colunas começando com a letra *e*.