



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA E INOVAÇÃO
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

sid.inpe.br/mtc-m21b/2016/02.02.19.01-TDI

**SÍNTESE DE POPULAÇÕES ESTELARES NAS
GALÁXIAS NGC128, NGC5796 E NGC6851:
DISTRIBUIÇÕES E GRADIENTES RADIAIS DE IDADE
E METALICIDADE**

Luidhy Santana da Silva

Dissertação de Mestrado do Curso
de Pós-Graduação em Astrofísica,
orientada pelo Dr. André de Castro
Milone, aprovada em 03 de março
de 2016.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34P/3L4QCJH>>

INPE
São José dos Campos
2016

PUBLICADO POR:

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais - INPE

Gabinete do Diretor (GB)

Serviço de Informação e Documentação (SID)

Caixa Postal 515 - CEP 12.245-970

São José dos Campos - SP - Brasil

Tel.:(012) 3208-6923/6921

Fax: (012) 3208-6919

E-mail: pubtc@inpe.br

COMISSÃO DO CONSELHO DE EDITORAÇÃO E PRESERVAÇÃO DA PRODUÇÃO INTELECTUAL DO INPE (DE/DIR-544):

Presidente:

Maria do Carmo de Andrade Nono - Conselho de Pós-Graduação (CPG)

Membros:

Dr. Plínio Carlos Alvalá - Centro de Ciência do Sistema Terrestre (CST)

Dr. André de Castro Milone - Coordenação de Ciências Espaciais e Atmosféricas (CEA)

Dra. Carina de Barros Melo - Coordenação de Laboratórios Associados (CTE)

Dr. Evandro Marconi Rocco - Coordenação de Engenharia e Tecnologia Espacial (ETE)

Dr. Hermann Johann Heinrich Kux - Coordenação de Observação da Terra (OBT)

Dr. Marley Cavalcante de Lima Moscati - Centro de Previsão de Tempo e Estudos Climáticos (CPT)

Silvia Castro Marcelino - Serviço de Informação e Documentação (SID)

BIBLIOTECA DIGITAL:

Dr. Gerald Jean Francis Banon

Clayton Martins Pereira - Serviço de Informação e Documentação (SID)

REVISÃO E NORMALIZAÇÃO DOCUMENTÁRIA:

Simone Angélica Del Ducca Barbedo - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Yolanda Ribeiro da Silva Souza - Serviço de Informação e Documentação (SID)

EDITORAÇÃO ELETRÔNICA:

Marcelo de Castro Pazos - Serviço de Informação e Documentação (SID)

André Luis Dias Fernandes - Serviço de Informação e Documentação (SID)



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA E INOVAÇÃO
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

sid.inpe.br/mtc-m21b/2016/02.02.19.01-TDI

**SÍNTESE DE POPULAÇÕES ESTELARES NAS
GALÁXIAS NGC128, NGC5796 E NGC6851:
DISTRIBUIÇÕES E GRADIENTES RADIAIS DE IDADE
E METALICIDADE**

Luidhy Santana da Silva

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelo Dr. André de Castro Milone, aprovada em 03 de março de 2016.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34P/3L4QCJH>>

INPE
São José dos Campos
2016

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

Silva, Luidhy Santana.

Si38s Síntese de populações estelares nas galáxias NGC128, NGC5796 e NGC6851: distribuições e gradientes radiais de idade e metalicidade / Luidhy Santana da Silva. – São José dos Campos : INPE, 2016.

xxiv + 186 p. ; (sid.inpe.br/mtc-m21b/2016/02.02.19.01-TDI)

Dissertação (Mestrado em Astrofísica) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2016.

Orientador : Dr. André de Castro Milone.

1. Galáxias early-type. 2. Populações estelares. 3. Síntese e gradientes radiais. 4. Espectroscopia óptica. 5. Cinemática estelar. I.Título.

CDU 524.41.6



Esta obra foi licenciada sob uma Licença [Creative Commons Atribuição-NãoComercial 3.0 Não Adaptada](https://creativecommons.org/licenses/by-nc/3.0/).

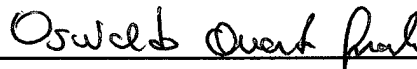
This work is licensed under a [Creative Commons Attribution-NonCommercial 3.0 Unported License](https://creativecommons.org/licenses/by-nc/3.0/).

Aluno (a): **Luidhy Santana da Silva**

Título: " SÍNTESE DE POPULAÇÕES ESTELARES NAS GALÁXIAS NGC128, NGC5796 E NGC6851: DISTRIBUIÇÕES E GRADIENTES RADIAIS DE IDADE E METALICIDADE".

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

Dr. Oswaldo Duarte Miranda




Presidente / INPE / SJCampos - SP

Dr. André de Castro Milone



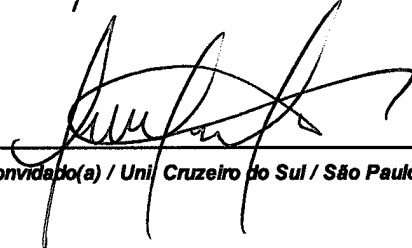
Orientador(a) / INPE / São José dos Campos - SP

Dr. Irapuan Rodrigues de Oliveira Filho



Convidado(a) / UNIVAP / São José dos Campos - SP

Dra. Lucimara Pires Martins



Convidado(a) / Unif Cruzeiro do Sul / São Paulo - SP

Este trabalho foi aprovado por:

maioria simples

unanimidade

São José dos Campos, 03 de Março de 2016

“Be water, my friend”.

BRUCE LEE
em *“Longstreet”*, 1971

A minha bisavó Francisca in memoriam

AGRADECIMENTOS

- A minha mãe por ter me dado a chance de vislumbrar o Universo.
- Aos meus amigos Manre Torres, Heitor Fernandes, Ivo Giacomini e Rodrigo Reyes pela ótima convivência na república “Qual é o Negócio?”.
- Ao Dr. Deonísio Cielisnk pelo suporte nas aulas de redução de dados.
- A Dr^a. Marina Trevisan, Ms. Tatiana Moura e Dr. Reinaldo de Carvalho pelas dicas na síntese de populações estelares e pela amizade.
- Ao Dr. Rafael Texeira Eufráasio pelos conselhos acadêmicos e pela amizade.
- Ao meu orientador Dr. André de Castro Milone pelas sugestões e correções nesse período da minha vida acadêmica.
- Aos meus valorosos amigos Aysse Oliveira, Isabel Lima, Lorena do Carmo, Adam Smith, Rafael Botelho, Eduardo Stecchini, Lia Corazza, Gabriel Diniz, Beatriz Marques e Cíntia Stecchini pelos tantos momentos agradáveis e pela ajuda em diversas situações.
- À CAPES pelo suporte financeiro.
- E a você, meu caro leitor.

RESUMO

Neste trabalho são analisadas três galáxias *early-type* brilhantes localizadas no Universo Local que apresentam *redshifts* menores que 0,015. São elas: NGC128, NGC5796 e NGC6851. Dessa pequena amostra de objetos, investigamos o conteúdo estelar até regiões com aproximadamente $0,8 R_e$ de distância em relação ao centro fotométrico do objeto. Fizemos medidas dos correspondentes gradientes radiais de idade e metalicidade ao longo dos eixos fotométricos das três galáxias, quando possível. NGC5796 é tida como um objeto isolado. NGC128 e NGC6851 fazem parte de grupos com baixa densidade de objetos. Uma outra galáxia também foi investigada (NGC5854), mas a qualidade dos dados observacionais limitou em muito a análise. Apesar de serem galáxias brilhantes e próximas, tais galáxias ainda não apresentavam um estudo detalhado de suas populações estelares. Os dados deste trabalho são foram obtidas, pelo orientador, no Observatório Pico dos Dias (OPD). A partir da técnica de espectroscopia de fenda longa, obtivemos espectros de abertura em duas regiões do óptico ($3840 - 5960\text{\AA}$ e $4300 - 6400\text{\AA}$) utilizando o espectrógrafo Cassegrain. A técnica aplicada para obter as medidas de idade e metalicidade foi a síntese de populações estelares. Esta técnica objetiva, a partir de espectros individuais de modelos de populações estelares simples (SSPs), reproduzir o espectro observado do objeto e assim caracterizar suas populações de estrelas, além de estimar outros parâmetros do sistema (ex.: avermelhamento interestelar e dispersão de velocidades na linha de visada). Neste trabalho utilizamos o código STARLIGHT. Além das medidas dos gradientes de idade e metalicidade também fizemos medidas de cinemática estelar a fim de determinar o estado dinâmico de cada galáxia da amostra. Para medidas de cinemática aplicamos a técnica de correlação espectral cruzada em cada um dos espectros extraídos das galáxias estudadas, obedecendo o mesmo critério de distância para as medidas dos gradientes radiais de idade e metalicidade. Os resultados obtidos são: NGC128: cinemática estelar com simetria axial embora não tão evidente assim para uma S0, populações estelares velhas com [Z] sobresolar, formação estelar curta e enriquecimento químico eficiente (gradiente ligeiramente diferente de zero apenas para idade ao longo de eixo menor); NGC5796: sistema triaxial como esperado para uma E0-1, populações velhas com [Z] sobresolar, formação estelar curta e enriquecimento eficiente; NGC6851, sistema "quase-triaxial" com certas discontinuidades no perfil radial de σ_v , populações velhas com [Z] sobresolar, formação estelar curta e enriquecimento eficiente, porém com dispersões em idade e [Z] e possíveis assimetrias radiais e/ou discontinuidades somente ao longo do eixo menor. NGC128 e NGC5796 parecem ser sido formadas por colapsos gravitacionais dissipativos de modo distinto entre elas. A formação da E4 NGC6851 pode ter sido um colapso dissipativo, ou especulativamente um processo de fusão ou com entrada de material pobre em metais, que poderiam explicar as discontinuidades/assimetrias.

**STELLAR POPULATIONS SYNTHESIS IN THE GALAXIES
NGC128, NGC5796 AND NGC6851: RADIAL DISTRIBUTIONS AND
GRADIENTS OF AGE AND METALLICITY**

ABSTRACT

Three bright early-type galaxies from the Local Universe (redshifts lower than 0,015) have been analyzed in the current work: NGC128, NGC5796 and NGC6851. Their stellar content have been investigated in central regions up to $0,8 R_e$. We have measured the radial gradients of stellar age and metallicity along their photometric axes, *when possible*. NGC5796 is known as an isolated galaxy, whilst NGC128 and NGC6851 are memberships of sparse groups. Other galaxy has been analyzed too (NGC5854), but the data quality has put a limit in the results. Although these galaxies are bright and near, their stellar populations have not been studied in details yet. The data used in this work were collected by the supervisor in the Pico dos Dias Observatory (OPD). By applying the long slit spectroscopy technique, we have extracted spectra in two optical regions ($3840\text{-}5960 \text{ \AA}$ and $4300\text{-}6400 \text{ \AA}$) with the OPD's Cassegrain spectrograph. The applied technique for estimating stellar age and metallicity was the stellar populations synthesis. This approach aims to reproduce the observed galaxy spectrum and to characterize object's stellar content, by adopting individual spectra of simple stellar populations models. The populations synthesis also measures others system parameters such as its interstellar redding and line-of-sight velocity dispersion. The Starlight code was adopted for this purpose. In addition to the measurements of the age and metallicity gradients, we have also performed a stellar kinematics analysis in order to determine the dynamic status of each sample galaxy. The spectral cross correlation technique has been employed to recover the stellar kinematics for every single region of each galaxy that is represented by a long slit aperture spectrum, which has been also extracted and used for measuring those radial gradients. The results are: NGC128 apresents stellar kinematics with axial symmmetry, no so obvious to a S0, old stellar population with sobresolar metallicity, short star formation and efficient chemical enrichment. NGC5796 is a triaxial system as expected for a E0-1, old stellar population with sobresolar metallicity, short star formation and efficient chemical enrichment. NGC6851 is a "quasi-triaxial" system with some discontinuities in the radial profile of σ_v , presents old stellar population with sobresolar metallicity, a short star formation and efficient chemical enrichment but with dispersions in age and $[Z]$ and possible radial asymetries and discontinuities just along the minor axis. NGC128 and NGC5796 possible have been formed by dissipative gravitational collapse, the formation of NGC6851 may have been a dissipative collapse or a merger process.

LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
1.1 Radiação Cósmica de Fundo	2
1.2 Relação entre o excesso de cor no ultravioleta e excentricidade da orbita	5
1.3 Diagrama de Hubble	8
2.1 Componentes de um espectrógrafo	17
2.2 Espectroscopia de fenda longa.	19
2.3 Imagem média composta por 20 exposições de bias.	21
2.4 Imagem média composta por 20 exposições de flat.	22
2.5 Espectro de uma lâmpada de HeAr calibrado em comprimento de onda.	23
2.6 Espectro da estrela padrão de fluxo HR7596 calibrado em fluxo e comprimento de onda.	25
2.7 Perfil de brilho para a galáxia NGC128	27
2.8 Definição para espectros de abertura	28
2.9 Projeções da fenda.	30
3.1 Trajetórias Evolutivas	34
3.2 Distribuição de SSPs	35
3.3 Combinação de espectros de SSPs reproduzindo um espectro galáctico	39
3.4 Ajuste de espectros	42
3.5 Espectros com perturbações gaussianas em fluxo	44
3.6 Ajuste do Starlight para uma dada SSP	46
3.7 Distribuição de idades para o ajuste do Starlight para uma dada SSP	46
3.8 Distribuição de metalicidades para o ajuste do Starlight para uma dada SSP	47
3.9 Efeito Doppler devido a cinemática de uma galáxia	49
3.10 Função de correlação para a região azul.	55
3.11 Função de correlação para a região vermelha.	56
3.12 Erro relativo de σ_v em função do S/R.	64
3.13 Erro relativo de σ_v em função do S/R.	65
4.1 Melhores ajustes de síntese de populações para a galáxia NGC128.	69
4.2 Melhores ajustes de síntese de populações para a galáxia NGC5796.	70
4.3 Melhores ajustes de síntese de populações para a galáxia NG6851.	71
4.4 Resíduos percentuais em fluxo para a galáxia NGC128.	72
4.5 Resíduos percentuais para a galáxia NGC5796.	73
4.6 Resíduo percentuais em fluxo para a galáxia NG6851.	74

4.7	Históricos de formação estelar para as galáxias NGC128, NGC5796 e NGC6851.	78
4.8	Distribuição de metalicidades por fração de massa para as galáxias NGC128, NGC5796 e NGC6851.	79
4.9	Enriquecimento químico para as galáxias NGC128, NGC5796 e NGC6851.	80
4.10	Distribuição radial de idades para a galáxia NGC5796.	82
4.11	Distribuição radial de metalicidades para a galáxia NGC5796.	83
4.12	Distribuição radial de idades para NGC6851 ao longo dos eixos maior e menor.	85
4.13	Distribuição radial de metalicidades para NGC6851 ao longo dos eixos maior e menor.	86
4.14	Distribuição radial de idades para NGC128 ao longo dos eixos maior e menor.	89
4.15	Distribuição radial de metalicidades para NGC128 ao longo dos eixos maior e menor.	90
4.16	Imagem na região do UV da galáxia NGC5796.	91
4.17	Imagem na região do UV da galáxia NGC6851.	92
4.18	Imagem na região do UV da galáxia NGC128.	92
4.19	Gradientes radiais de idade e metalicidade para NGC5796.	96
4.20	Gradientes radiais de idade para NGC128.	97
4.21	Gradientes radiais de metalicidade para NGC128.	98
4.22	Gradientes de idade para NGC6851.	100
4.23	Gradientes radiais de metalicidade para NGC6851.	101
4.24	Perfis radiais de σ_v para NGC128.	105
4.25	Perfis radiais de σ_v para NGC6851.	106
4.26	Perfis radiais de σ_v para NGC5796 e NGC5854.	107
4.27	Curvas de rotação para NGC128.	108
4.28	Curvas de rotação para NGC128.	109
4.29	Curvas de rotação para NGC6851.	110
4.30	Gradientes de σ_v para NGC128.	111
4.31	Gradientes de σ_v para NGC5796 e NGC5854.	112
4.32	Gradientes de σ_v para NGC6851.	113
A.1	Configuração Instrumental utilizada nas Observações	134
B.1	SFH para a abertura total de NGC5796	135
B.2	Ajustes obtidos para uma abertura total correspondente a $1 R_e$ da galáxia NGC5796.	136
C.1	Espectros de abertura para a galáxia NGC128 ao longo do seu eixo maior.	137

C.2	Espectros de abertura para a galáxia NGC128 ao longo do seu eixo menor.	138
C.3	Espectros de abertura para a galáxia NGC5796 ao longo do seu eixo fotométrico maior.	139
C.4	Espectros de abertura para a galáxia NGC6851 ao longo do seu eixo maior.	140
C.5	Espectros de abertura para a galáxia NGC6851 ao longo do seu eixo menor.	141
E.1	Históricos de formação estelar NGC5796.	145
E.2	Históricos de formação estelar NGC5796.	146
E.3	Históricos de formação estelar NGC128.	147
E.4	Históricos de formação estelar NGC128.	148
E.5	Históricos de formação estelar NGC128.	149
E.6	Históricos de formação estelar NGC128 na direção do eixo menor.	150
E.7	Históricos de formação estelar NGC128 na direção do eixo menor.	151
E.8	Históricos de formação estelar NGC128 na direção do eixo menor.	152
E.9	Históricos de formação estelar NGC6851.	153
E.10	Históricos de formação estelar NGC6851.	154
E.11	Históricos de formação estelar NGC6851 na direção do eixo menor.	155
E.12	Históricos de formação estelar NGC6851 na direção do eixo menor.	156
E.13	Históricos de formação estelar NGC6851 na direção do eixo menor.	157
F.1	Distribuição de metalicidade para NGC5796.	159
F.2	Distribuição de metalicidade para NGC5796.	160
F.3	Distribuição de metalicidade para NGC128.	161
F.4	Distribuição de metalicidade para NGC128.	162
F.5	Distribuição de metalicidade para NGC128.	163
F.6	Distribuição de metalicidade para NGC128 na direção do eixo menor.	164
F.7	Distribuição de metalicidade para NGC128 na direção do eixo menor.	165
F.8	Distribuição de metalicidade para NGC128 na direção do eixo menor.	166
F.9	Distribuição de metalicidade para NGC6851.	167
F.10	Distribuição de metalicidade para NGC6851.	168
F.11	Distribuição de metalicidade para NGC6851 na direção do eixo menor.	169
F.12	Distribuição de metalicidade para NGC6851 na direção do eixo menor.	170
F.13	Distribuição de metalicidade para NGC6851 na direção do eixo menor.	171
G.1	Enriquecimento químico para NGC5796.	173
G.2	Enriquecimento químico para NGC5796.	174
G.3	Enriquecimento químico para NGC128.	175
G.4	Enriquecimento químico para NGC5796.	176
G.5	Enriquecimento químico para NGC5796.	177
G.6	Enriquecimento químico para NGC128 na direção do eixo menor.	177
G.7	Enriquecimento químico para NGC128 na direção do eixo menor.	178

G.8 Enriquecimento químico para NGC128 na direção do eixo menor.	179
G.9 Enriquecimento químico para NGC6851.	179
G.10 Enriquecimento químico para NGC6851.	180
G.11 Enriquecimento químico para NGC6851 na direção do eixo menor.	181
G.12 Enriquecimento químico para NGC6851 na direção do eixo menor.	182
G.13 Enriquecimento químico para NGC6851 na direção do eixo menor.	183

LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
2.1 Galáxias Seleccionadas.	15
2.2 Características gerais das galáxias	16
2.3 Características das galáxias observadas.	16
2.4 Registro resumido das observações.	20
2.5 Estrelas padrão de fluxo.	26
2.6 Largura e distâncias radiais para cada os espectros de abertura (ab) extraídos para cada galáxia	29
3.1 Medidas Obtidas no teste utilizando uma galáxia simulada a partir do espectro de uma SSP da grade de modelos BC03. As incertezas são dadas apenas pela propagação dos erros em fluxo.	46
3.2 Estrelas utilizadas na correlação espectral cruzada.	51
3.3 σ_v e $\sigma(\text{pix})$ calculados.	53
3.4 Resultados das correlações cruzadas entre os espectros estelares com seus respectivos espectros alargados.	54
3.5 Resultados das CC's dos espectros alargados de HR8841 com até 4 graus de ruído diferentes.	62
3.6 Resultados das CC's dos espectros alargados de HR8841 com até 8 graus de ruído diferentes.	63
4.1 Resumo dos ajustes obtidos com o STARLIGHT para os espectros de abertura centrais..	68
4.2 Medidas de idades obtidas para as regiões nucleares de cada uma das galáxias segundo as distribuições de idades derivadas da síntese de popu- lações estelares. As incertezas são aquelas devido ao processo da síntese de populações em si ao considerar os erros em fluxo.	75
4.3 Medidas médias de metalicidade $[Z]$ obtidas para as regiões centrais de cada uma das galáxias segundo às distribuições de $[Z]$ derivadas da síntese de populações. As incertezas são aquelas devido ao processo da síntese de populações em si ao considerar os erros em fluxo.	76
4.4 Medidas dos gradientes radiais de idade e metalicidade estelares.	94
4.5 Velocidades heliocêntricas medidas para as galáxias.	102
4.6 Resultado das correlações cruzadas para os espectros de abertura central de cada uma das galáxias observadas na região azul.	103
4.7 Medidas de σ_v e cz_{helio} obtidas para cada galáxia.	104

4.8	Medidas dos gradientes radiais logarítmicos obtidos para cada galáxia. .	114
B.1	Medidas obtidas para um espectro de abertura total da galáxia NGC5796.	135
H.1	Medidas de idade para cada espectro de abertura	185
H.2	Medidas de metalicidade ($[Z]$) para cada espectro de abertura	186

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

CCD	–	Dispositivo de Carga Acoplada (do Inglês, <i>Charged Couple Devide</i>)
CC	–	Correlação espectral cruzada
Dev	–	Desvio percentual médio ao longo do espectro
DIR	–	Direção observada
EM	–	Eletromagnética
FWHM	–	Largura total à meia altura (do Inglês, <i>Full Widht at Half Maximum</i>)
FCC	–	Função de correlação espectral cruzada
GALEX	–	<i>Galaxy Ultraviolet Explorer</i>
Int	–	interação
IRAF	–	<i>Image Reduction and Analysis Facility</i>
L-O	–	Leste-Oeste
MA	–	Eixo maior
ME	–	Eixo menor
$M_{frac}(\%)$	–	Fração percentual de massa
N-S	–	Norte-Sul
SED	–	Distribuição Espectral de Energia (do Inglês <i>Spectral Energy Distribution</i>)
SSP	–	População Estelar Simples (do Inglês, <i>Simple Stellar Population</i>)
TM	–	Tipo Morfológico
T_{exp}	–	Tempo de exposição

SUMÁRIO

	<u>Pág.</u>
1 INTRODUÇÃO	1
1.1 Formação de Galáxias	1
1.2 Tipos de Galáxia	7
1.3 Enriquecimento Químico de Galáxias	9
1.4 Trabalhos Recentes e o Presente Trabalho	12
2 AMOSTRA E DADOS OBSERVACIONAIS	15
2.1 Seleção da Amostra	15
2.2 Observações de Espectroscopia de Fenda Longa	17
2.3 Tratamento e Redução de Dados	19
2.3.1 Extração de Espectros	26
3 METODOLOGIA	31
3.1 Modelos de Populações Estelares Simples	31
3.2 Síntese de Populações Estelares	36
3.2.1 STARLIGHT	39
3.2.2 Incertezas na Síntese de Populações Estelares	44
3.3 Cinemática Estelar em Galáxias Elípticas	48
3.3.1 Método da Correlação Espectral Cruzada	48
3.3.2 Dispersão nuclear de velocidades estelares.	57
3.3.3 Incertezas na Correlação Cruzada	61
4 RESULTADOS	67
4.1 Distribuições e Medidas Médias de Idade e Metalicidade.	75
4.2 Distribuições Radiais de Idade e Metalicidade.	81
4.3 Gradientes Radiais de Idade e Metalicidade.	94
4.4 Cinemática Estelar e Dinâmica do Sistema.	102
5 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS	117
5.1 Conclusões por Galáxia	117
5.2 Perspectivas Futuras	120

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	123
APÊNDICE A - Configuração Instrumental	133
APÊNDICE B -Síntese para uma abertura total de NGC5796	135
APÊNDICE C -Espectros de Abertura para as galáxias da amostra.	137
APÊNDICE D -Polinômios de ajuste das funções de correlação cruzada	143
APÊNDICE E - Históricos de Formação Estelar para Cada Espectro de Abertura	145
APÊNDICE F - Distribuição de $[Z]$ por fração de massa das SSPs ajustadas.	159
APÊNDICE G - Enriquecimento químico para cada espectro de abertura.. . . .	173
APÊNDICE H - Medidas de idade e metalicidade.. . . .	185

1 INTRODUÇÃO

1.1 Formação de Galáxias

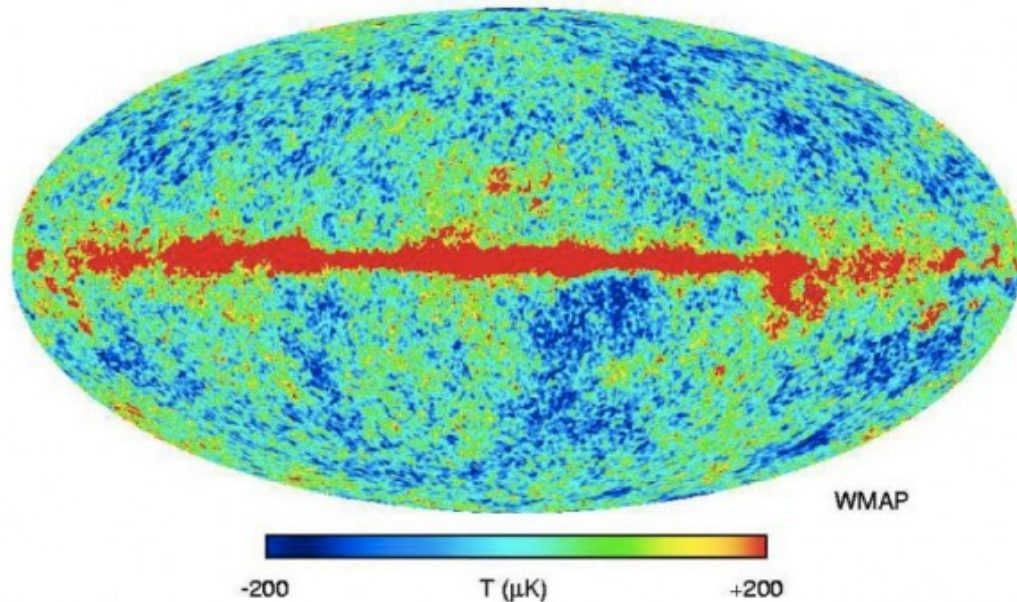
O modelo cosmológico padrão baseia-se em três evidências: a radiação cósmica de fundo (CMB, *Cosmic Microwave Background*), a abundância dos elementos leves (H, D, He, Li) e a recessão das galáxias. O evento do Big Bang, ocorrido há aproximadamente 13 bilhões de anos, é uma possível causa para as três observações citadas anteriormente. No contexto do Big Bang todo o Universo estava em um estado físico extremamente denso e aquecido até o momento em que se iniciou o processo de resfriamento, desencadeando o processo de expansão que ocorre até os dias atuais. Esse processo de expansão passou por diferentes fases: inflação, expansão uniforme e expansão acelerada. Na fase de expansão uniforme a matéria, por efeitos gravitacionais, iniciou processos de interações que levaram a formação de estruturas dando origem às primeiras estrelas, galáxias e aglomerados de galáxias.

Observando-se galáxias do Grupo Local em direção a *redshifts* maiores, percebe-se a existência de uma grande variedade de galáxias com características morfológicas e físicas diferentes. Nessa ampla diversidade de galáxias que podemos observar, podemos citar: galáxias normais, *Seyfert*, compactas azuis, *Starbursts*, ULIRGS (*Ultraluminous Infrared Galaxies*), irregulares e radiogaláxias. Esses objetos podem ser morfolologicamente classificados pelo sistema de Hubble, como ilustrado na Figura 1.3. Esses objetos e suas respectivas propriedades e ocorrências podem ser influenciadas por efeitos ambientais. Tomando como exemplo os tipos morfológicos mais comuns encontrados no Universo Local (espirais e elípticas), estas apresentam suas medidas de metalicidades altamente afetadas por efeitos ambientais. As galáxias espirais são mais comumente observadas em ambientes isolados ou em aglomerados de galáxias dentro das regiões mais esparçadas. Já galáxias elípticas são mais comumente encontradas nas regiões centrais de aglomerados densos. De acordo com Skillman et al. (1996) galáxias elípticas contidas nas regiões centrais de aglomerados parecem apresentar maior riqueza de metais quando comparadas com galáxias espirais localizados em regiões periféricas.

Os mecanismos de formação das pequenas e grandes estruturas (galáxias e aglomerados de galáxias) são geridos por uma competição entre a força gravitacional atuando em uma massa de gás e a ação das forças de pressão (principalmente a pressão de radiação). Como foi dito no primeiro parágrafo, o Universo inicialmente apresentava uma temperatura muito alta. Dessa forma a força de pressão de radiação era mais intensa, não permitindo a formação das primeiras estruturas. À medida que ocorreu

o esfriamento do Universo e sua posterior expansão, flutuações de densidade provocaram instabilidades no meio, permitindo a condesação da matéria primordial e o aparecimento das primeiras estruturas. Provas observacionais das flutuações que ocorreram durante o início da formação do Universo foram obtidas pelo projeto *WMAP* (*Wilkinson Microwave Anisotropy Probe*). A Figura 1.1 mostra uma imagem de toda esfera celeste em coordenadas galácticas da CMB obtidas nesse projeto. Nesta imagem foram subtraídas as componentes de dipólo cinemático. Desta maneira o que é observado na figura são as flutuações presentes na temperatura que por meio de um processo gradual induziram à formação das estruturas observadas atualmente.

Figura 1.1 - Flutuações de temperatura na radiação cósmica de fundo medidas pelo projeto WMAP.



Fonte: Wilkison Microwave Anisotropy Probe (2014).

Modelos cosmológicos que simulam a formação de galáxias têm como base inicial a ocorrência de instabilidades na matéria presente no meio. Essas instabilidades causam a condensação da matéria. Assim regiões onde essas condensações são maiores possibilitam a aglutinação de matéria causando a formação das estruturas. Se considerarmos como exemplo a nossa Galáxia, com massa $M_G \sim 1.4 \times 10^{11} M_\odot$ e número de bárions dado pela Equação 1.1. Onde m_H é a massa do Hidrogênio.

$$N_B \sim \frac{M_G}{m_H} \sim 10^{68} \quad (1.1)$$

Podemos verificar o contraste de densidade atual em relação às flutuações típicas ocorridas no início do Universo. Flutuações relativas típicas apresentam valores da ordem de 10^{-34} como pode ser visto na Equação 1.2 abaixo.

$$\frac{\delta\rho}{\rho} \sim \sqrt{\frac{1}{N_B}} \sim 10^{-34} \quad (1.2)$$

A flutuação relativa de densidade para uma galáxia espiral com massa semelhante à nossa pode ser estimada pela Equação 1.3, onde ρ_{disco} é a densidade média do disco galáctico, dada por 1.4 e ρ_{meio} é a densidade média do meio externo à galáxia, dada por 1.5

$$\frac{\delta\rho}{\rho} \sim \frac{(\rho_{disco} - \rho_{meio})}{\rho_{meio}} \quad (1.3)$$

$$\rho_{disco} \sim \frac{M_G}{\Pi \times R_G^2 \times h} \sim 10^{-23} gcm^{-3} \quad (1.4)$$

$$\rho_{meio} \sim nm_H \leq 10^{-29} gcm^{-3} \quad (1.5)$$

Para este caso temos que o contraste atual de densidade é da ordem de 10^6 , ou seja, para ocorrer a formação de uma galáxia com massa semelhante à da Via Láctea, as flutuações de densidade de massa precisaram ter aumentado em 40 ordens de grandeza (considerando os valores típicos das flutuações de densidade). Essas flutuações refletem os processos de colapso e expansão de determinadas regiões que se propagam como uma onda de pressão. Uma massa favorável ao colapso gravitacional na época de formação das primeiras estrelas no Universo (colapso que se destaca da expansão cósmica) é de aproximadamente 1 milhão de massas solares, conhecida como massa de Jeans do Universo primordial. A massa de Jeans está ligada ao critério de instabilidade de Jeans. Esse critério diz que uma dada região com temperatura e densidade qualquer de massa (considere uma nuvem de gás primordial), que obedeça

a este critério ($M_{nuvem} > M_{Jeans}$) irá perder o equilíbrio gravitacional e colapsar. As regiões que sofreram flutuações de densidade e agregaram massa maior ou igual à massa de Jeans local possibilitaram a formação de estrelas e protogaláxias. Uma protogaláxia irá se formar a partir do instante em que esta se apresentar gravitacionalmente estável. Durante o processo de formação de uma galáxia parte do gás, presente na nuvem que a originou, é convertido em estrelas. O processo de transformação do gás em estrelas é globalmente representado pela taxa de formação estelar (SFR, *Star Formation Rate*). A taxa de formação estelar é assumida ser proporcional à massa ou densidade de gás frio, dividida pela escala de tempo da formação estelar (BAUGH et al., 1996).

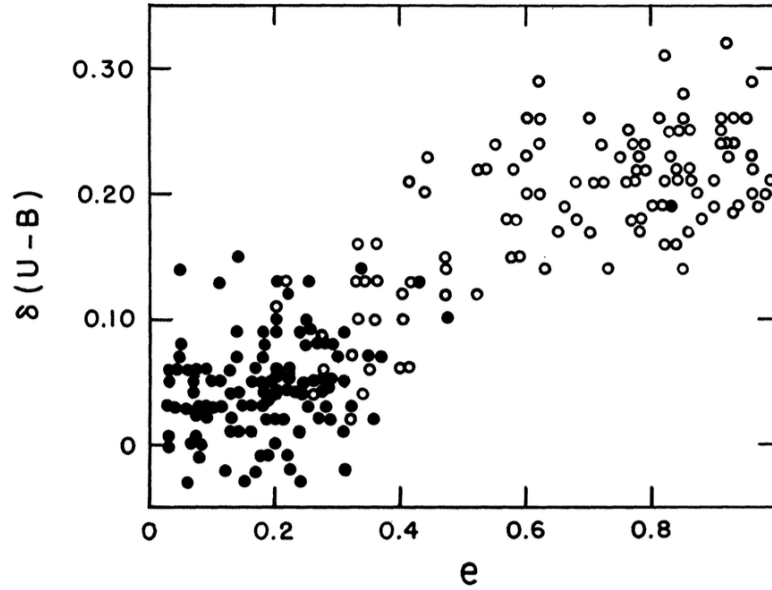
As duas principais escalas temporais que devem ser consideradas no processo de formação de uma galáxia esferoidal ou galáxia disco são: escala de tempo da formação estelar e escala de tempo de colapso. Os primeiros modelos simplificados para explicar a formação de galáxias foram aqueles surgidos na década de 60 e 70, os quais primeiramente foram propostos para a formação da Via Láctea (Eggen et al. (1962) Searle e Zinn (1978)). Os modelos de colapso monolítico (não-dissipativo) e de aglomeração hierárquica competem entre si para descrever em linhas gerais os processos de formação das galáxias *early-type*. Contudo, o paradigma teórico que melhor explica a formação de sistemas estelares e estruturas em geral no Universo, tais como aglomerados e superaglomerados de galáxias, é o modelo hierárquico.

Na Figura 1.2 é apresentada para estrelas da vizinhança solar a relação encontrada por Eggen et al. (1962) entre o excesso de cor $\delta(U - B)$ e a excentricidade orbital $\epsilon = \sqrt{\frac{a^2 - b^2}{a^2}}$, onde a e b são os semieixos maior e menor respectivamente. O excesso de cor no UV é dado por $\delta(U - V) = (U - V)_{estrela} - (U - V)_{Sol}$.

No trabalho de Eggen et al. (1962) foi estudada uma amostra de 221 estrelas anãs abrangendo tipos espectrais diferentes. Baseando-se no fato da metalicidade apresentar relação inversa com o excesso de cor no ultravioleta, foi mostrado que estrelas com baixas metalicidades apresentam órbitas mais excêntricas em relação àquelas com maiores metalicidades, como pode ser visto na Figura 1.2. Adicionalmente, estrelas da amostra com excessos de cor aproximadamente nulos ou metalicidades próximas a solar apresentam órbitas aproximadamente circulares.

Como observado para galáxias esferoidais de modo relativo, as estrelas mais ricas em metais estão presentes nas regiões centrais. Durante o processo de formação deste tipo de galáxia as estrelas com maior abundância de metais foram formadas a partir do gás que colapsou em direção ao centro do halo de matéria escura e esse colapso

Figura 1.2 - Relação entre o excesso de cor no ultravioleta e excentricidade da orbita



Correlação entre o excesso de cor no ultravioleta ($\delta(U - B)$) e a excentricidade orbital (ϵ) para estrelas da vizinhança solar.

Fonte: [Eggen et al. \(1962\)](#)

ocorreu em uma escala de tempo relativamente curta, visto que em média para esse tipo de galáxia a dispersão de idades estelares é pequena. Assim, no cenário de formação proposto por [Eggen et al. \(1962\)](#) conhecido como colapso monolítico, a forma do objeto extragaláctico é determinada pela SFR em comparação com a escala temporal do colapso ($t_{colapso} > t_{SFR}$) e pela rotação da nuvem de gás que origina a protogaláxia. Após a formação da protogaláxia por meio de instabilidades gravitacionais no halo de matéria escura, se tiver origem em uma nuvem com baixa rotação e alta taxa de formação estelar (em comparação com $t_{colapso}$), ocorre a formação de uma galáxia com estrutura esferoidal pois o gás é transformado em estrelas eficazmente. Já as originadas de nuvens com rotação considerável, o gás não é eficientemente transformado em estrelas e devido ao momento angular elevado o gás residual dá origem a uma estrutura de disco que pode manter a taxa de formação estelar até os dias atuais. De acordo com [Lacey e Cole \(1993\)](#) no modelo de formação hierárquico, que inclui matéria escura fria (CDM, do Inglês *Cold Dark Matter*), a amplitude das flutuações cai com o aumento da escala, resultando em objetos de baixa massa que sofrem processos de fusão que causam a formação de objetos mais massivos. Ou seja, nesse modelo as estruturas poderiam se tornar galáxias disco caso não sofressem interação com outras estruturas ou poderiam se

tornar elípticas caso ocorresse fusão com outras estruturas. No estudo de Lacey e Cole (1993) em um cenário hierárquico de formação de galáxias, a formação das mesmas ocorre por meio do resfriamento (ou dissipação radiativa) e colapso do gás de bárions em halos de matéria escura quase-virializados. Ao mesmo tempo que o gás é resfriado e colapsado ocorre a fusão entre esses halos formando estruturas maiores. Modelos nos quais galáxias são formadas a partir de processos hierárquicos ditados pela gravitação em halos de matéria escura explicam muito bem a formação de galáxias no Universo Local (BAUGH, 2006).

Galáxias em alto *redshift* diferem em morfologia e taxa de formação estelar, que são elevadas em relação a galáxias próximas. Galáxias com formação estelar seguem uma correlação bem definida entre suas massas estelares e suas taxas de formação estelar (NOESKE; WEINER, 2007). Para explicar a existência de galáxias com SFR elevada, é necessária a ocorrência de processos de formação estelar diferentes dos observados em objetos do Universo Local. Na tentativa de explicar a existência desses objetos, são propostos dois modelos: um sustentado por acreção de matéria e outro por fusão entre galáxias.

A proposta de *cold flows* Dekel et al. (2009) sugere que no início do Universo o gás que é transformado em estrelas seria transportado para regiões internas do halo por meio de filamentos de matéria, e isso faz com que a taxa de formação estelar seja mantida de forma eficiente. Esses filamentos originam-se em regiões externas ao halo e mantêm o gás a densidades altas, que se fragmentam em partes menores e se movem em direção ao centro do halo (BOURNAUD et al., 2008). De maneira alternativa, o modelo proposto por Matteo et al. (2007) atribui uma formação estelar mais intensa a quando ocorrem fusões e interações entre galáxias, tendo em vista que a taxa de *mergers* nos objetos presentes em *redshifts* maiores é mais elevada em relação à galáxias localizadas em baixos *redshifts*.

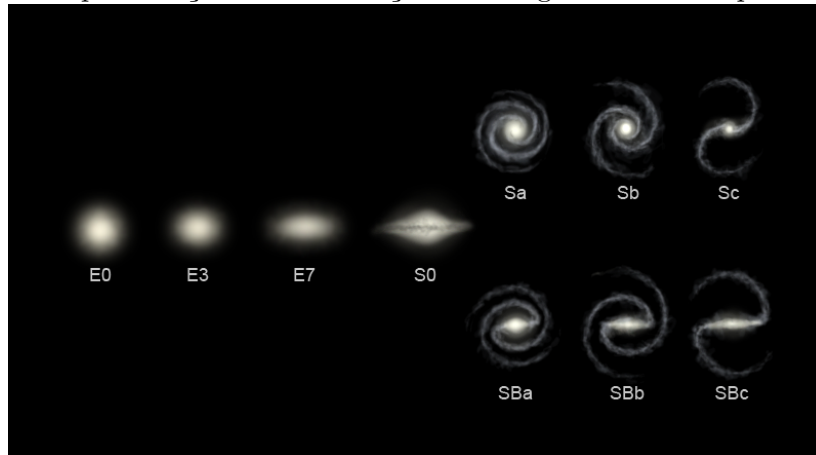
Após formados estes objetos, podemos encontrar galáxias nos mais variados ambientes. Podemos observar galáxias: isoladas, em pares, grupos e aglomerados. A única maneira pela qual uma galáxia isolada evolui é através dos processos evolutivos das estrelas que a compõe. Se levarmos em consideração que uma galáxia apresenta estrelas massivas em algum momento da evolução do sistema e que estas atinjam o estágio de supernovas, o gás presente na galáxia em torno da SN (Super Nova) pode ser ejetado para o meio intergaláctico. Deste modo, a formação estelar contribui na continuidade ou não da mesma dentro da galáxia. Dessa forma, os processos de *feedback* estelar, principalmente os de ejeção de massa por meio de eventos

de SN contribuem na evolução de uma galáxia. Porém outros processos de *feedback* apresentam longas escalas de tempo como por exemplo galáxias com núcleos ativos (AGN). Efeitos ambientais em pequena escala, de galáxias próximas, podem induzir formação estelar através de interação e eventuais *mergers* (BASU-ZYCH et al., 2009). Durante os processos de interação entre galáxias o gás interestelar existente em pelo menos uma das galáxias pode também ser comprimido a densidades maiores e assim formar novas estrelas, especialmente nas regiões centrais devido a processos induzidos de dissipação radiativa do gás.

1.2 Tipos de Galáxia

Sabemos que existe grande quantidade de galáxias no Universo, distribuídas em ambientes distintos e que apresentam morfologias variadas. Com essa grande variedade de galáxias tornou-se necessária a criação de um sistema que as classificasse. O primeiro cientista a propor uma sistemática com esse propósito foi o astrônomo Edwin Powell Hubble em 1936. Hubble propôs uma classificação morfológica desses objetos utilizando a forma como parâmetro principal. Nos primórdios do estudos de galáxias, pensava-se que os diferentes tipos de galáxias representavam diferentes estágios de evolução galáctica. Sabemos hoje que isso não é correto. Em sua classificação Hubble propôs inicialmente três classes: elípticas (E), espirais normais (S) e espirais barradas (SB). Em uma classificação mais ampla foram incluídas as galáxias irregulares. As galáxias espirais e elípticas apresentam subdivisões de acordo com as diferenças em suas estruturas: achatamento aparente, brilho do bojo em relação ao brilho do disco e número e enrolamento dos braços espirais. A classificação de Hubble pode ser melhor visualizada no diagrama proposto por Hubble (Figura 1.3).

Figura 1.3 - Representação da classificação morfológica de Hubble para as galáxias.



Fonte: Wikipedia

- Galáxias elípticas: são galáxias que apresentam isofotas sem nenhuma subestrutura claramente definida. São subdivididas de acordo com o parâmetro n , $n = \frac{10(a-b)}{a}$ (a é o semieixo aparente maior e b o semieixo aparente menor). Existem galáxias elípticas em um grande intervalo de elipticidade ou achatamento aparente ($\epsilon = 1 - \frac{b}{a}$) ($0 \leq \epsilon \leq 0.7$). Galáxias deste tipo que apresentam achatamento aparente igual a zero apresentam estrutura circular quando projetadas no plano do céu. De uma maneira geral, quanto maior o valor de n maior o achatamento da estrutura tridimensional da galáxia.
- Galáxias espirais: Essas galáxias apresentam uma estrutura de disco com braços em formato espiral, e um bojo na região central. Esse tipo de galáxia apresenta duas subclassificações: espirais normais (S) e espirais barradas (SB). Cada uma dessas subclasses é classificada de acordo com a razão de brilho entre o bojo e o disco, além da quantidade e enrolamento dos braços, tal que de Sa para Sc a razão de brilho entre o bojo e o disco diminui, o número de braços decresce e os braços ficam menos enrolados.
- Galáxias irregulares: são galáxias que não apresentam uma estrutura em grande escala bem definida mas exibem várias subestruturas.
- Galáxias S0: estruturalmente são uma transição entre galáxias elípticas e espirais. Podem ser nomeadas como lenticulares. Essas galáxias apresentam em torno do bojo uma estrutura de disco sem a presença de braços espirais.

A classificação morfológica de Hubble baseia-se em critérios puramente visuais. Dessa maneira esses objetos podem ter sua classificação bastante limitada devido a efeitos de projeção. Se observarmos uma galáxia elíptica que apresenta uma estrutura triaxial, a medida da elipticidade aparente dessa galáxia irá depender fortemente da posição do objeto em relação a linha de visada. O mesmo ocorre na identificação de braços espirais. Dependendo da posição do disco em relação ao observador é difícil determinar visualmente a presença de estruturas em forma de braços e até mesmo de barra no objeto.

A distribuição espectral de radiação no óptico das galáxias é em princípio uma superposição dos espectros de suas populações estelares (SCHNEIDER, 2006). Porém existem algumas galáxias que não podem ser descritas por essa simplificação. As galáxias com núcleos ativos não tem suas Distribuições Espectrais de Energia (SED) (do Inglês *Spectral Energy Distributions*) compostas somente por espectros de suas populações estelares. Nesse tipo de objeto uma parcela da energia emitida advém da emissão do gás ionizado que é aquecido pela intensa fonte nuclear da energia eletromagnética e jato de matéria devido a presença de um buraco negro central que está acretaando matéria da sua vizinhança. De acordo com Rodighiero et al. (2011) galáxias do tipo *starburst* são aquelas que quando comparadas a objetos de mesma massa apresentam formação estelar mais elevada, isto é, não seguem a relação da sequência principal de galáxias.

Neste trabalho foram estudadas em detalhes as populações estelares em algumas galáxias *early-type*. Neste conjunto de galáxias estão contidas as galáxias elípticas e as lenticulares, apresentando como principal característica a presença de estrelas de idade avançada. As “early-type”, sob o ponto de vista histórico, eram erroneamente interpretadas como galáxias jovens (“early”). Os primeiros estudos, de caráter fotométrico, proporam um cenário de formação simplificado, do tipo colapso gravitacional monolítico, que se tornou clássico. Esses tipos de objetos, de uma maneira geral, possuem estrelas velhas semelhantes as encontradas em aglomerados globulares. Não possuem disco e quando comparadas com galáxias espirais são praticamente livres de gás e poeira (se estivermos tratando apenas das elípticas). Até mesmo suas estruturas são simples: são elipsóides (galáxias elípticas) ou em forma de disco sobreposta a um bojo relativamente brilhante (galáxias lenticulares).

1.3 Enriquecimento Químico de Galáxias

A ocorrência de gradientes de metalicidade pode dar pistas do cenário no qual a galáxia foi formada. Dependendo do cenário de formação galáctica (colapso dissi-

pativo ou hierárquico) gradientes de idade e metalicidade podem ser intensificados ou não. Um colapso gravitacional do tipo monolítico não proporciona a formação de um gradiente de idade nem de metalicidade visto que as estrelas tem uma escala temporal de formação muito mais curta que o tempo de colapso em si. Como foi visto na Seção 1.1, no cenário de colapso gravitacional com dissipação de energia o gás que forma a protogaláxia cai em direção ao centro e devido sua alta densidade possibilita a ocorrência de formação estelar. O gás em colapso mistura-se com o material enriquecido liberado por estrelas devido aos seus processos evolutivos e forma uma população mais rica em metais (PELETIER, 2013). Nesse contexto o gradiente irá depender diretamente da massa do objeto, uma vez que isso irá determinar o quanto de gás poderá ser atraído para o poço de potencial gravitacional evitando ser expulso do sistema. Já no modelo de formação hierárquico os gradientes de idade e metalicidade são menos intensos, pois nesse cenário de formação a fusão de galáxias com o gás causa uma mistura do gás que formará estrelas, diminuindo as diferenças de metalicidade do mesmo por entre regiões diferentes do sistema em fusão e consequentemente diminuindo valor absoluto do gradiente negativo de metalicidade final. De acordo com Peletier (2014) o enriquecimento químico de galáxias é basicamente devido a dois tipos de supernova: tipo II, de estrelas massivas e de tipo Ia devido a sistemas binários com uma anã branca. Estrelas presentes em uma dada galáxia prosseguem com os seus processos evolutivos e ao final destes ejetam todo ou parte do material, que foi sintetizado no seu interior, para o meio interestelar fazendo com que a composição química do meio seja modificada. Em cada geração de estrelas, uma fração do gás é transformada em metais e ejetada no meio interestelar; o gás contido em estrelas com tempo evolutivo maior e remanescentes de estrelas não contribuem na evolução química (MCWILLIAM, 1997).

A ejeção de material que ocorre em eventos de supernova tipo II enriquece o meio principalmente de elementos α . Por meio da medida das razões de abundância $[\alpha/\text{Fe}]$ é possível obter a escala temporal média da formação estelar integrada de uma galáxia. Sabemos que a produção de elementos α ¹ em supernovas do tipo II é maior que em tipo Ia. Sabemos também que a ocorrência de supernovas do tipo II é provida pela implosão e posterior explosão de estrelas massivas e estas apresentam tempos evolutivos curtos. Assim podemos interpretar que uma grande razão de abundância $[\alpha/\text{Fe}]$ é devido ao fato das estrelas do sistema terem sido formadas numa escala de tempo curta. A relação direta que os elementos químicos apresentam com o processo de formação estelar é uma das razões principais pela qual se utiliza a medida das ra-

¹Elementos químicos formados por captura de partícula α (ou núcleo de He^4) a partir da queima do carbono até a formação do titânio.

zões de abundância de alguns elementos químicos para obter o histórico de formação estelar de uma dada galáxia. De acordo com [Peletier \(2014\)](#) determinar razões de abundância em galáxias não resolvidas é muito mais difícil que no grupo local, uma vez que a dispersão de velocidades das estrelas nas galáxias é tal que a abundância de elementos são obtidas de espectros integrados convoluídos com menor resolução que em estrelas individuais, significando que as medidas das linhas de absorção são quase sempre misturas de linhas atômicas ou moleculares individuais e isso as torna mais complicadas de serem analisadas. Devido a esse fato, medidas podem ser feitas usando modelos de populações estelares simples. Esses modelos são baseados em uma soma criteriosa de espectros estelares representando conjuntos homogêneos de estrelas em termos de idade e metalicidade que são combinados linearmente a fim de reproduzir da melhor forma possível o espectro integrado de uma galáxia. Para amostra de galáxias deste trabalho, objetivando obter a distribuição de idades, metalicidades e o histórico de formação estelar para regiões dentro de um raio efetivo, foi utilizado um código de síntese semi-empírica de populações estelares bem estabelecido, que é o STARLIGHT proposto por [Fernandes et al. \(2005\)](#).

1.4 Trabalhos Recentes e o Presente Trabalho

Nos dias atuais espectros de galáxias são bastante abundantes. Alguns *surveys* para coleta e análise destes espectros são: SAURON Zeeuw et al. (2002), *ATLAS^{3d}* Cappellari et al. (2011a), CALIFA Sánchez et al. (2012), MASSIVE Ma et al. (2014) e SDSS Alam et al. (2015). Todos esses projetos apresentam como um de seus objetivos o estudo de populações estelares em galáxias. Porém, boa parte dos mesmos focam somente o hemisfério celeste norte, desprezando assim muitos objetos no hemisfério oposto.

Na literatura existem trabalhos que analisam grandes amostras de espectros de ETGs (*early-type galaxies*) com o objetivo de investigar o conteúdo estelar da região central como função da massa e/ou do meio onde cada objeto está contido, como pode ser visto em Barbera et al. (2012), Trevisan et al. (2012), Tortora et al. (2010), Sánchez-Blázquez et al. (2014). A massa dinâmica total de uma galáxia pode ser indiretamente estimada em função da dispersão central de velocidades, mas por outro lado a massa estelar pode ser derivada a partir da síntese de populações estelares. Há ainda trabalhos que investigam os gradientes de metalicidade, idade e razões de abundância para diferentes tipos de amostras de galáxias *early-type* que podem ser extensas em tipo de ambiente e massas, como pode ser visto em Barbera et al. (2014), Sánchez-Blázquez et al. (2006), Eigenthaler e Zeilinger (2013). Existem resultados contraditórios: alguns estudos sustentam que a massa total é o principal fator para determinar as propriedades das populações estelares (colapso gravitacional dissipativo) enquanto que outros apontam o ambiente como determinante (cenário hierárquico), como pode ser visto em Barbera et al. (2014), Sánchez-Blázquez et al. (2014), Baugh et al. (1996), Davies et al. (1983), Lacey e Cole (1993), Eggen et al. (1962).

Há algumas décadas, a maneira pela qual se obtia informações das populações estelares era por meio da comparação direta de índices de linhas de absorção medidos no espectro integrado do sistema contra previsões de grades de modelos de populações estelares simples, mais especificamente os índices espectrais Lick Faber et al. (1985), Worthey et al. (1994), Trager et al. (1998). Entretanto uma maneira alternativa pela qual se pode obter informações acerca da mistura de populações estelares (e suas distribuições de composição química e idade) é por meio da análise ponto a ponto de todo o espectro integrado emitido por uma galáxia, no caso da mesma não ter suas estrelas ou subestruturas resolvidas angularmente. Porém, esse tipo de análise torna-se bastante complicada uma vez que nesse espectro não se identificam espec-

tros estelares individualmente, mas sim uma contribuição integrada de um conjunto de estrelas presentes em uma dada galáxia. Então, quando se estuda o espectro de uma galáxia, têm-se a contribuição dos espectros de todas as populações estelares que a compõe. Dessa forma cada população de estrelas pode apresentar valores diferentes de idade e metalicidade.

Nesse trabalho aplicamos a síntese de populações estelares em uma pequena amostra de galáxias *early-type*, que devido às suas localizações na esfera celeste e por serem angularmente extensas não estão presentes naqueles grandes levantamentos (e quando estão apresentam dados limitados apenas a região central) ou *surveys* espectroscópicos. Adotamos o código STARLIGHT como já afirmado. Dessa maneira analisamos as componentes estelares de 3 das 4 galáxias por meio de medidas de idade e metalicidade ao longo das direções dos eixos maior ou menor, quando definidos, abrangendo regiões centrais até 0,8 raio efetivo². Realizamos estas medidas com o objetivo de verificar como essas propriedades variam e dessa maneira inferir possíveis cenários de formação dessas ETGs. Acrescentamos também de modo secundário análises de cinemática estelar ao longo das mesmas direções para inferir sobre o estado dinâmico de cada galáxia e, deste modo, contribuir para obter um retrato mais completo acerca de um possível cenário de formação de cada galáxia da amostra.

²Raio de uma abertura circular que contém metade da luminosidade de um objeto extenso em brilho

2 AMOSTRA E DADOS OBSERVACIONAIS

2.1 Seleção da Amostra

As galáxias analisadas neste estudo foram tomadas de uma amostra de cerca de 30 “early-types”, cujos critérios de seleção são, conforme explicitado em Malacarne (2002):

- Galáxias *early-type* luminosas ($L > L^{*1}$) normais pertencentes a ambientes de baixa densidade.
- Situadas no Universo Local com limite superior de *redshift* de 0,015 a fim de permitir também a detecção de uma região espectral ampla no óptico, desde a linha de HI δ da Série de Balmer ($\lambda = 4102\text{\AA}$) até a linha do duplete de Na I ($\lambda = 5892\text{\AA}$) segundo as coberturas espectrais da configuração instrumental utilizada.
- Centralmente brilhantes $\langle \mu_e \rangle \leq 12,55 \frac{\text{mag}}{\text{arcmin}^2}$, onde $\langle \mu_e \rangle$ é o brilho superficial médio dentro de 1 raio efetivo (R_e).
- Dimensões angulares suficientes para a observação de espectroscopia de fenda longa no telescópio de 1,60m do OPD/LNA ($2R_{25} \sim < 240$ arcmin, que é menor que a extensão angular da fenda, e $R_{e(\text{eixomaior})} > 15$ arcmin.)

A amostra de objetos para esse trabalho consiste em 4 galáxias *early-type* (elípticas e lenticulares). Para a seleção daquela amostra maior foi utilizado o catálogo RC3 (*Thirth Reference Catalogue of Bright Galaxies*) proposto por Vaucouleurs et al. (1991). Algumas características das galáxias selecionadas são listadas nas Tabelas 2.1, 2.2 e 2.3.

Tabela 2.1 - Galáxias Selecionadas.

Galáxia	$TM(RC3)$	$AR(J_{2000})$	$DEC(J_{2000})$	$B_T(NED)$	$z(NED)$	$ambiente(RC3)$
NGC128	S0	00 29 15,070	+02 51 50,57	12,77	0,014660	grupo (int)
NGC5796	E0-1	14 59 24,115	-16 37 26,55	12,70	0,009870	isolada
NGC5854	S0	15 07 47,725	+02 34 06,82	12,71	0,005631	grupo
NGC6851	E4	20 03 34,402	-48 17 04,21	12,69	0,010190	grupo

¹ $L^* \approx 20 \times 10^9 L_{\odot}$, tal que $M_B^* \approx -20$ mag

Tabela 2.2 - Características gerais das galáxias

Galáxia	G/N	TM	$\langle cz \rangle_{grupo}$	Nota
NGC128	17/3	S0	4572	mais brilhante
NGC5796	847/2	E0-1	2846	par com NGC5815
NGC5854	852/13	SB(s)0	1577	sexta mais brilhante
NGC6851	962/10	E/E4	2735	terceira mais brilhante

G/N: número do Grupo e número de galáxias no grupo segundo o catálogo de [Giuricin et al. \(2000\)](#). TM: classificação morfológica da galáxia. $\langle cz \rangle_{grupo}$: cz_{helio} média das galáxias do grupo.

Como dito na Seção 1.2, é possível encontrar galáxias nos mais variados ambientes, como objetos isolados, em grupos ou aglomerados. Como visto na Seção 1.1 o ambiente é um dos fatores que influenciam a evolução e formação de galáxias. A forma como os tipos morfológicos de galáxias são distribuídos é diferenciada quando comparamos os objetos que estão isolados com os que estão em grupos ou aglomerados. Galáxias elípticas são encontradas preferencialmente em ambientes de maior densidade e as espirais estão presentes em ambientes menos densos e na periferia de aglomerados ([Dressler \(1980\)](#), [Dressler et al. \(1997\)](#)). Detalhes das características dos objeto que foram estudados são apresentados na Tabela 2.3.

Tabela 2.3 - Características das galáxias observadas.

Características	NGC128	NGC5796	NGC5854	NGC6851
TM_{DV}	-2,0	-5,0	-1,0	-5,0
$R(= a/b)$	3,311	1,380	3,467	1,180
$M_B(\text{mag})$	-20,67	-20,17	-19,06	-20,06
$R_e(\text{arcsec})$	17,3	18,9	15,0	16,9
$R_{25}(\text{arcsec})$	88,5	73,6	82,6	61,3
$(B - V)_e$	1,04	1,08	1,07	0,97
A_V	0,08	0,3224	0,1674	0,1426
cz_{helio} (km/s)	4241	2863	1663	3036
PA(grau)	1	—	55	160
$R_e(\text{kpc})$	0,17	0,18	0,15	0,17
$R_{25}(\text{arcsec})$	0,88	0,73	0,82	0,61
D (km/s)	3891	3069	1642	2093
D (Mpc)	53,3	42,0	25,0	39,8
Escala Linear(kpc/arcsec)	0,258	0,204	0,123	0,193

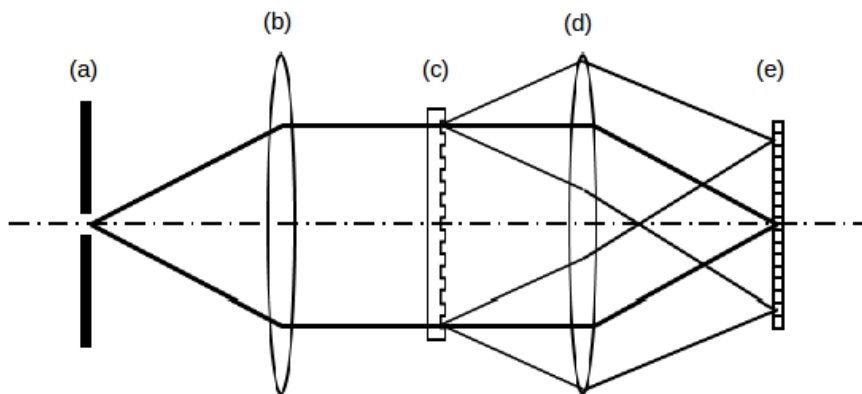
TM_{DV} : é o tipo morfológico. $R_{a/b}$: é a razão entre os eixos. M_B : é a magnitude na banda B. R_e : é o raio efetivo. R_{25} : é o raio da isofota circular 25 mag/arcsec². $(B - V)_e$: índice de cor médio dentro do raio efetivo. A_V : é o avermelhamento de “foreground”. cz_{helio} : velocidade radial heliocêntrica. PA: ângulo de posição do eixo maior da galáxia. D é a distância do objeto em km/s e Mpc obtidas no NED (*Nasa Extragalactic Database*).

2.2 Observações de Espectroscopia de Fenda Longa

A quantidade de informação que se pode obter por meio da análise espectral através da quantidade de fluxo em um dado intervalo de comprimento de onda ($F(\lambda)$) é maior dos que as que seriam obtidas em uma imagem fotométrica de banda larga, média ou estreita. Um bom exemplo no qual obtemos informações importantes por meio da análise espectral é a espectroscopia estelar. Investigando um espectro estelar pode-se determinar condições físicas e químicas da fotosfera de uma estrela, tais como: temperatura efetiva, gravidade superficial, ventos estelares, composição química detalhada entre outros.

A técnica usada para obtenção dos dados neste trabalho foi a espectroscopia de fenda longa. O instrumental utilizado nesta técnica é um espectrógrafo que consiste em uma fenda, um colimador, elemento dispersor (rede de difração) e uma lente imageadora para focalizar o espectro no detector. As componentes básicas de um espectrógrafo podem ser vistas na Figura 2.1.

Figura 2.1 - Componentes de um espectrógrafo



A figura acima apresenta as componentes de um espectrógrafo: fenda (a), colimador (b), rede de difração (c), lente imageadora (d) e detector (e). Fonte: Adaptado da Wikipédia

Fonte: [The Lake County Astronomical Society \(2015\)](#)

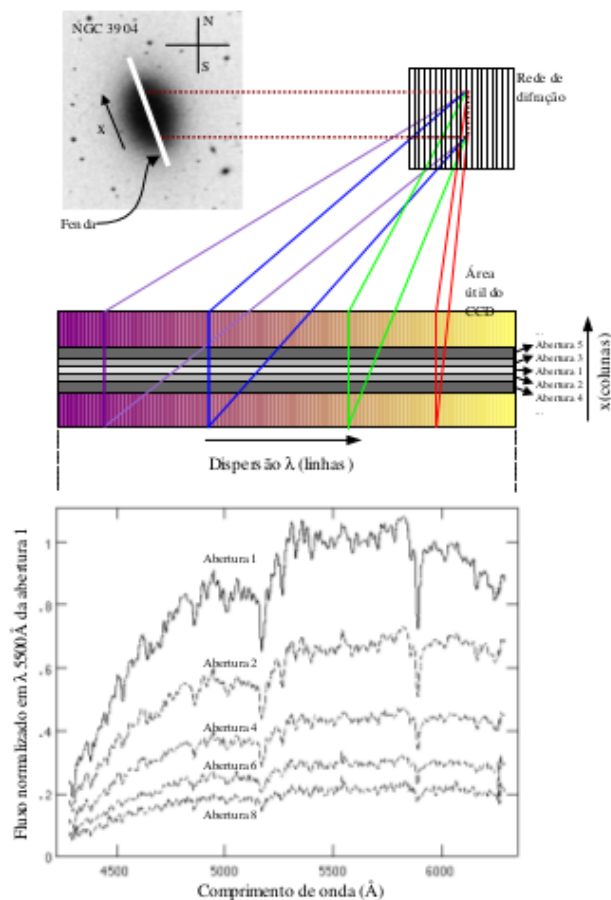
Se o tamanho da fenda for maior que a dimensão angular do objeto, podemos dizer que estamos trabalhando com espectroscopia de fenda longa. Essa técnica permite

escolher a direção na qual deseja-se extrair o espectro do objeto. No caso de galáxias elípticas pode-se escolher os eixos aparentes ou fotométricos, no caso de elípticas E0 pode-se optar pelas direções L-O (leste-oeste) ou N-S (norte-sul). Essa técnica também permite uma subtração adequada do espectro do céu incluindo as linhas telúricas, uma vez que uma fenda extensa deve cobrir também regiões externas ao objeto observado. Na Figura 2.2 é ilustrada a obtenção de espectros ao longo do eixo maior aparente de uma galáxia elíptica por meio da técnica de espectroscopia de fenda longa. O feixe de luz percorre o sistema óptico do telescópio, atravessa a fenda no plano focal onde a imagem do objeto se forma, é colimado em direção ao elemento dispersor (rede de difração), onde é difratado, em seguida o espectro gerado é projetado e focalizado no CCD (*Charge Coupled Device*).

Para cada galáxia, região e orientação de fenda (largura da fenda ajustada em 2,2 arcsec), foram feitas três exposições de 1800 s (30 minutos). As galáxias com ângulo de posição (AP) do eixo fotométrico maior conhecido foram observadas na direção do eixo fotométrico maior (MA) e menor (ME). As galáxias sem AP determinado foram observadas nas direções Norte-Sul (N-S) e Leste-Oeste (L-O). As observações foram feitas no OPD/LNA (Observatório Picos dos Dias / Laboratório Nacional de Astrofísica) nas noites de 26 e 27 de julho de 2002 pelo Dr. André de Castro Milone. Foi utilizado o espectrógrafo Cassegrain, tendo escolhido a rede de difração de 600 linhas por mm que propicia uma resolução espectral instrumental $FWHM_{inst}$ em torno de 4 Å (poder resolutor $R = \lambda_{medio}/FWHM_{inst}$) e dispersão de 2,0 Å/pix. Estimou-se $FWHM_{inst}$ tanto a partir da largura média das linhas de He e Ar nos espectros de calibração de comprimento de onda ($FWHM_{inst} = 3,8 \pm 0,5$ Å na região azul e 4.0 ± 0.3 Å na região vermelha) como também por meio da autocorrelação espectral cruzada de estrelas “template” de velocidade radial (ver Subseção 3.3.1). Foram observadas duas regiões espectrais: 4300-6400 Å (noite 26/07/2002) priorizando a região vermelha visível e 3840-5960 Å (noite 27/07/2002) dando prioridade à região azul do visível.

Objetivando medir em função da distância radial ao centro de cada galáxia propriedades de idade, metalicidade e cinemática estelar, foram feitas observações ao longo de cada eixo para cada um dos objetos da amostra quando possível. A razão “signal/noise” (S/N) dos espectros de abertura para as galáxias dessa amostra variou de 25 para as aberturas mais afastadas do centro, até 230 para regiões centrais. Com exceção para NGC5796 que apresentou S/R próximo de 430. Para os espectros da região azul S/N foi medida no intervalo $\lambda\lambda$ 4504-4510 Å, e para os espectros na região vermelha em $\lambda\lambda$ 5733-5742 Å.

Figura 2.2 - Espectroscopia de fenda longa.



Fonte: (MALACARNE, 2002)

2.3 Tratamento e Redução de Dados

Para tratar as imagens digitais obtidas nas observações, extração dos espectros e outras etapas, que são descritas de forma mais detalhada adiante, utilizamos o *software* IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) (Tody (1986)) na versão V2.16 instalado em uma estação MacOX. Os procedimentos básicos na redução de dados espectroscópicos são: subtração de *bias*, correção de *flat field*, remoção de raios cósmicos, subtração do céu, extração do espectro para o objeto observado, calibração em comprimento de onda, calibração em fluxo, combinação dos espectros unidimensionais para cada abertura, eliminação de efeitos residuais devido a raios cósmicos, desvermelhamento interestelar (*foreground* da Galáxia), correção em comprimento de onda devido à recessão do objeto para cada abertura, e reamostragem da escala de comprimento de onda para a realização da síntese de populações (mais especifi-

Tabela 2.4 - Registro resumido das observações.

Região	Galáxia	DIR	DATA	$R_e(arcsec)$	S/N	$T_{exp}(s)$	$FWHM_{seeing}(arcsec)$
Vermelha	NGC5854	L-O	26/07	15	67-190	3x1800	2,4
	NGC6851	MA	26/07	16,9	25-200	3x1800	2,4
	NGC6851	ME	26/07		30-180	3x1800	2,4
Azul	NGC128	MA	27/07	17,3	40-190	3x1800	2,2
	NGC128	ME	27/07		30-130	3x1800	2,2
	NGC5796	L-O	27/07	18,9	79-440	3x1800	2,2
	NGC6851	MA	27/07	16,9	94-110	3x1800	2,2
	NGC6851	ME	27/07		38-190	3x1800	2,2

camente para permitir a leitura do espectro com o código STARLIGHT).

A redução de dados em espectroscopia, inicialmente, é semelhante a redução de dados em fotometria pois as etapas de identificar *overscan* e as correções de *flat field* e *bias* são feitas da mesma forma. Entretanto é necessário ter um cuidado especial com a correção de *flat field*. Tal emissão segue a de um corpo negro. A seguir é descrito o quê são as correções de *flat* e *bias* e quais tarefas do IRAF executam essas tarefas.

- *Bias* (correção de nível zero de leitura): essas imagens são obtidas com um curto tempo de exposição e com o obturador da câmera CCD fechado. Esse tipo de procedimento é utilizado para identificar o nível de ruído eletrônico de leitura do detector (nesse caso o CCD). Foram feitas 20 imagens de *bias*, cada uma com exposição de 1,0 s. Um exemplo deste tipo de imagem pode ser visto na Figura 2.3.
- *Flat field* (correção de campo plano): é uma imagem obtida de uma superfície plana e "branca" que é homogeneamente iluminada por lâmpadas. Essa estrutura (superfície plana e lâmpadas) fica dentro do domo onde está localizado o telescópio. É comum também utilizar o *Skyflat*, só que nessa caso não se faz o imageamento de uma superfície branca e iluminada mas sim o imageamento do céu com sua luz natural um pouco antes do anoitecer. Foram obtidas 20 imagens desse tipo para cada noite de observação, tal que cada uma das imagens foi feita com tempo de exposição de 60,0 s. Essas imagens são utilizadas para verificar a sensibilidade dos pixels entre si como também podem ser usadas para corrigir às imagens do padrão de

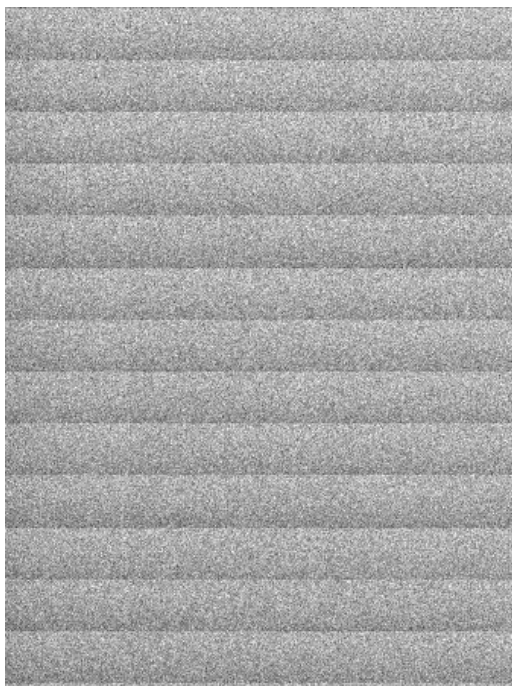


Figura 2.3 - Imagem média composta por 20 exposições de “bias” (direção horizontal da imagem: direção espacial da fenda, direção vertical da imagem: direção de dispersão espectral). As faixas horizontais são devido ao processo de leitura de cargas eletrônicas no detector

iluminação não homogêneo no plano focal do instrumento. Um exemplo deste tipo de imagem pode ser visto na Figura 2.4.

Utilizou-se o IRAF para criar as médias das imagens de calibração que foram aplicadas nas correções dos espectros bidimensionais. A tarefa utilizada para fazer o *bias* médio é a *zerocombine* do pacote *noao.imred.ccdred*. Após obter a imagem média de *bias* é necessário obter também uma imagem média que será utilizada na correção de campo plano. O IRAF possui uma tarefa chamada *flat-combine* que executa essa função. Essa tarefa cria uma imagem média a partir das vinte exposições de *flatfield* obtidas em cada noite. Devido a não uniformidade na iluminação daquela superfície plana é necessária a normalização da imagem média de *flatfield*. Essa etapa é uma das mais importantes no tratamento ou correção de imagens em espectroscopia.

- Remoção de efeitos devidos a raios cósmicos: raios cósmicos são partículas que atingem altas camadas da atmosfera apresentam alta energia cinética e geram um chuva de partículas secundárias. Tais partículas energéticas incidem na superfície do CCD, arrancando elétrons da camada de valência e conseqüentemente elevam os níveis de contagens no processo de leitura



Figura 2.4 - Imagem média composta por 20 exposições de “flat” (direção horizontal da imagem: direção espacial da fenda, direção vertical da imagem: direção de dispersão espectral). Os pontos pretos são efeitos de raios cósmicos e as faixas verticais com diferentes brilhos são devidos a sensibilidades diferentes por entre as colunas do detector (cosmética do próprio CCD).

do detector. O problema de grandes contagens causadas por raios cósmicos é considerável quando as imagens são captadas com longos tempos de exposição (como é o caso das imagens utilizadas neste trabalho, que são de 30 minutos). Para remover os efeitos dos raios cósmicos utilizamos a tarefa *cosmicrays*.

- Extração dos espectros de abertura para as galáxias e estrelas de calibração em fluxo: essa etapa é descrita na subseção seguinte.
- Calibração em comprimento de onda: quando se extrai o espectro do objeto, o mesmo está disposto na escala de pixel e contagens. Para fazer a calibração em comprimento de onda é necessário utilizar o espectro de uma lâmpada (nesse caso foi utilizada uma lâmpada de He-Ar) que apresenta os comprimentos de onda de suas linhas de emissão bem definidos, como pode ser visto na Figura 2.5. A imagem do espectro dessa lâmpada é tomada com o telescópio na mesma posição na qual estava observando o objeto. Esse procedimento é feito pois o movimento do telescópio pode gerar deflexões internas no eixo óptico do espectrógrafo. Utilizando a tarefa

do IRAF chamada *identify* (*noao.onedspec.identify*) marcamos, a partir de uma biblioteca de linhas conhecidas para uma dada lâmpada, os comprimentos de onda correspondentes para cada linha de emissão que possa ser identificada. Assim em vez de ter um espectro com contagem por pixels, teremos um espectro com contagens por comprimento de onda. As linhas identificadas nesse espectro calibrado são usadas mais tarde para calibrar os espectros da galáxias observadas em comprimento de onda. Para cada galáxia foram feitas duas exposições com integração de 180 s para a lâmpada de He-Ar, sendo uma no início da observação do objeto e outra após a ultima integração do objeto observado. Para os objetos calibrados as medidas do rms^2 (raiz média quadrática) foram em torno de $0,05 \frac{pixel}{\text{Å}}$ ao longo do espectro, nos quais foram medidas uma resolução de $4,2 \text{ Å}$.

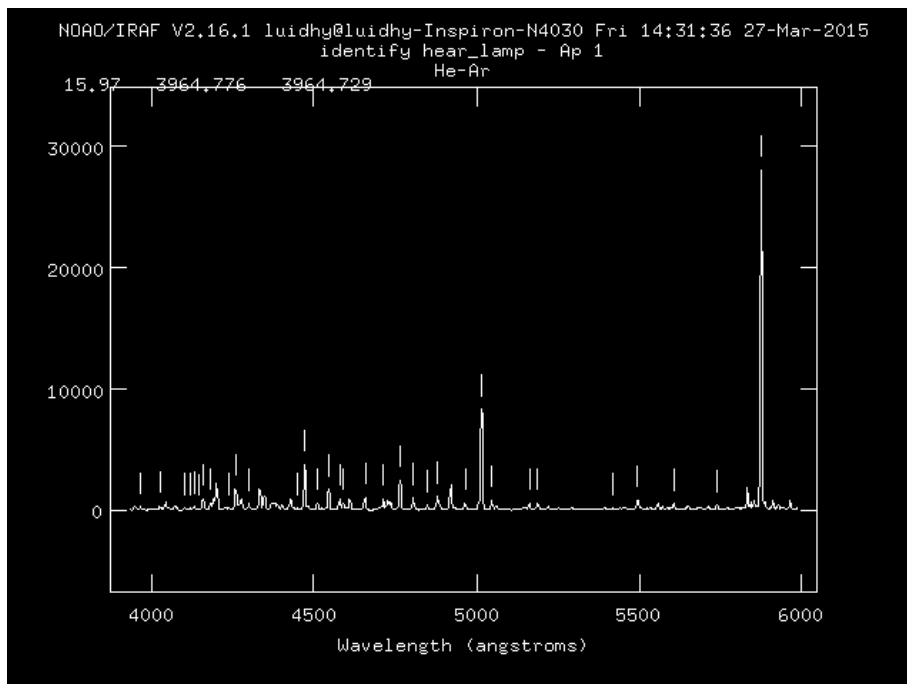


Figura 2.5 - Espectro de uma lâmpada de HeAr calibrado em comprimento de onda.

- Calibração em fluxo: esse tipo de calibração é feita para transformar contagens em unidade de fluxo. Para isso é necessário usar estrelas padrão em fluxo. Aquelas usadas estão listadas na Tabela 2.5. As estrelas padrões são estrelas não variáveis em brilho aparente com medidas bem estabelecidas

$${}^2x_{rms} = \sqrt{\frac{1}{n} (x_1^2 + x_2^2 + \dots + x_n^2)}$$

de fluxo, descontado a extinção devido à atmosfera terrestre. O espectro de uma estrela padrão calibrado (em comprimento de onda e em fluxo) pode ser visto na Figura 2.6. Um ponto importante nesse processo é verificar a extinção atmosférica do local onde as observações foram feitas, pois isso influencia na diminuição do fluxo do objeto e conseqüentemente das estrelas. Nas tarefas do IRAF podem ser encontrados diversos arquivos com curvas de extinção atmosférica para diferentes observatórios. Contudo, como essas imagens foram obtidas no Observatório Picos dos Dias-OPD, foi utilizada a curva de sensibilidade da extinção atmosférica proposta e gentilmente cedida por Jablonski et al. (1994). Para a estimativa da qualidade da calibração em fluxo verificamos o *rms* da curva de sensibilidade cromática para cada uma das noites de observação: para a noite 27/07/2000 o *rms* ao longo do espectro foi de aproximadamente 0,001 mag, enquanto que para a outra noite foi de 0,04 mag, representando uma incerteza 40 vezes maior na escala de mag ou cerca de 4% maior na escala de fluxo para as observações do dia 26 de julho.

- Desavermelhamento de *foreground*: devido ao fato da luz emitida, principalmente na região do azul, perder fótons devido ao efeito de extinção pelo meio interestelar da Galáxia integrada na linha de visada do objeto é necessário aplicar um fator de correção a esse fluxo que é perdido. Para isso utilizamos a tarefa *deredden*. Nesta ferramenta a correção do fluxo é obtida por meio do valor de A_V ou excesso de cor $E(B - V)$ estimado para a linha de visada de cada objeto. Os valores que utilizamos para cada galáxia são apresentados na Tabela 2.3.

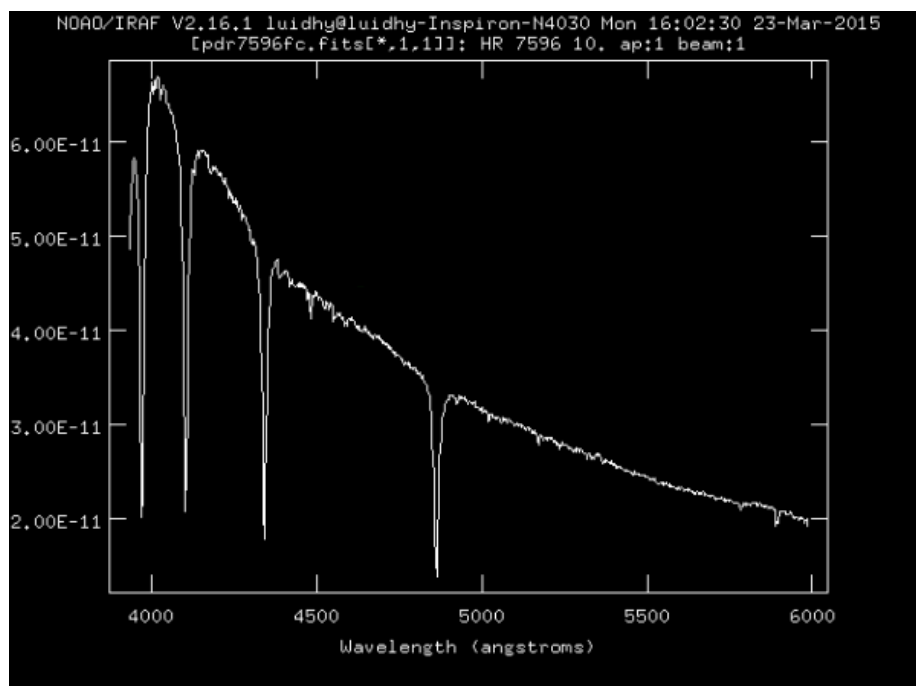


Figura 2.6 - Espectro da estrela padrão de fluxo HR7596 calibrado em fluxo e comprimento de onda.

Tabela 2.5 - Estrelas padrão de fluxo.

NOITE	Estrela
Dia 26	HR9087
	HR7950
Dia 27	HR7596
	HR7950

2.3.1 Extração de Espectros

A extração dos espectros de abertura é feita a partir de uma imagem que reproduz o perfil de brilho do objeto na superfície do CCD (Figura 2.7). Neste perfil espectroscópico de contagens ligeiramente alargado são definidas as aberturas para a extração de um ou mais espectros. No momento da extração do espectro de abertura deve-se também subtrair as linhas do espectro de céu (linhas de emissão provenientes da atmosfera terrestre). A região do espectro do céu, também conhecida como fundo de céu, por convenção é definido como a região uma unidade maior que o R_{25} da galáxia observada. Considerando a galáxia NGC128 que apresenta o centro do perfil de brilho localizado aproximadamente no pixel de número 152, tem $R_{25}^3 = 98,1$ arcsec (= 98,1 pixels tal que a escala espacial é 1 arcsec por pixel), desta maneira na Figura (perfil de brilho) foi escolhida uma região anterior ao pixel de número 53 e posterior ao pixel de número 250. Assim traçamos o espectro de céu e em seguida este é subtraído do espectro da galáxia.

Foram extraídos espectros até aproximadamente $1R_e$ (quando possível) usando a tarefa, contida no IRAF, *apall* (*noao.imred.apall*). Obtivemos espectros com $S/N \geq 20$. Para cada exposição dos objetos observados fizemos a extração dos espectros de abertura no do perfil espectroscópico de contagens. A direção no qual as fendas foram posicionadas podem ser visualizadas na Figura 2.9.

Na extração dos espectros centrais para os objetos da amostra, usamos como largura de abertura a $FWHM_{seeing}$ das noites de observação medidas a diferentes comprimentos de onda. A medida que as extrações ficam mais afastadas da região central do perfil de brilho, o fluxo diminui e conseqüentemente a razão S/N cai. Assim, o tamanho das aberturas devem variar, ficando cada vez maiores ao passo que a distância em relação ao centro do perfil de brilho aumenta. Os espectros das aberturas 2 e 3, simétricas à abertura central (1), tiveram o tamanho de suas aberturas iguais à

³Raio de uma circunferência na qual o brilho superficial é 25 mag/arcsec^2 ou raio da “isofota” circular igual a 25 mag/arcsec^2 .

NOAO/IRAF V2.16.1 luidhy@iMac-de-Usuario-10.local Wed 15:59:55 17-Feb-201
Line 511 of n12801.fits
NGC 128

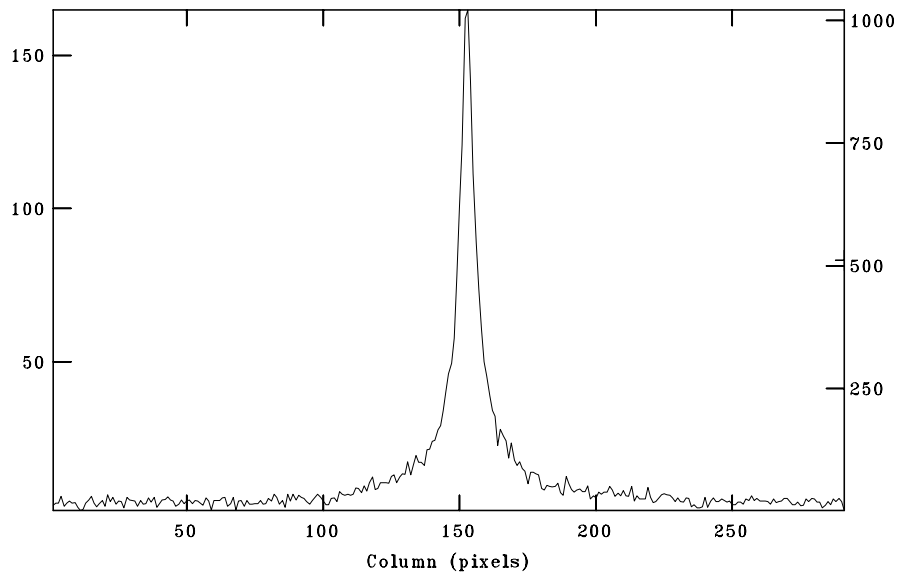


Figura 2.7 - Perfil de brilho espectroscópico da galáxia NGC128 seccionado na linha 476 do CCD. O eixo y é a representação em contagens, eixo x o número de referência para cada coluna de pixel.

abertura central. As aberturas subsequentes sofreram aumento de 20% (aberturas 4 e 5), 40% (aberturas 6 e 7), 60% (aberturas 8 e 9) e 80% (aberturas 10 e 11) em relação as suas aberturas antecessoras conforme sugerido e usado por [Malacarne \(2002\)](#). A Figura 2.8 mostra um exemplo de definição das aberturas para as extrações dos espectros da galáxia NGC128.

IRAF V2.16.1 luidhy@iMac-de-Usuario-10.local Wed 15:52:30 17-Feb-2016
Image=n12801, Sum of lines 505-514
Define and Edit Apertures

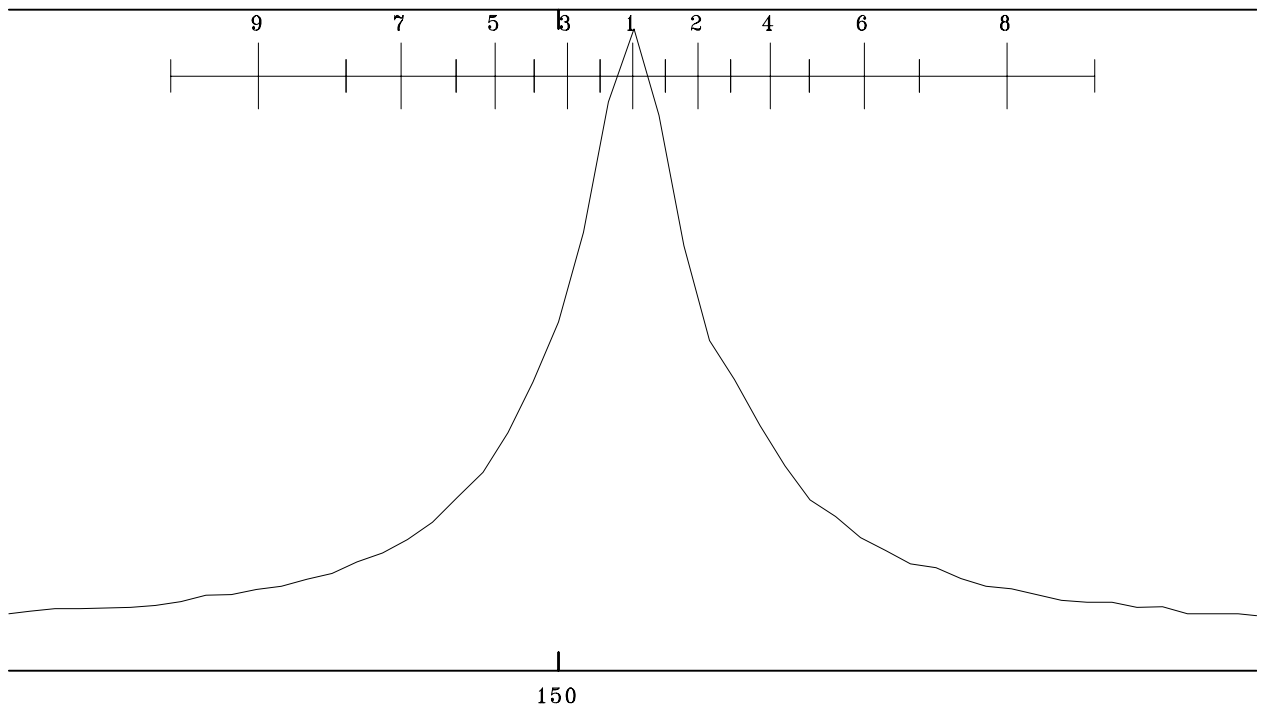


Figura 2.8 - Exemplo de definição de aberturas para o perfil de brilho da galáxia NGC128. Os números na região superior representam o centro de cada uma das aberturas. A abertura central está localizada no pixel 152.

Tabela 2.6 - Largura e distâncias radiais para cada os espectros de abertura (ab) extraídos para cada galáxia

Galáxia	ab	Largura (")	Raio (")	Galáxia	ab	Largura(")	Raio (")
NGC6851	9	6,98	-11,34	NGC6851	9	6,98	-11,34
MA	7	4,36	-7,48	ME	7	4,36	-7,48
Região	5	3,12	-5,72	Região	5	3,12	-5,72
Azul	3	2,60	-2,60	Azul	3	2,60	-2,60
	1	2,60	0,00		1	2,60	0,00
	2	2,60	2,60		2	2,60	2,60
	4	3,12	5,72		4	3,12	5,72
	6	4,36	7,48		6	4,36	7,48
	8	6,98	11,34		8	6,98	11,34
NGC128	9	6,98	-11,34	NGC128	9	6,98	-11,34
MA	7	4,36	-7,48	ME	7	4,36	-7,48
Região	5	3,12	-5,72	Região	5	3,12	-5,72
Azul	3	2,60	-2,60	Azul	3	2,60	-2,60
	1	2,60	0,00		1	2,60	0,00
	2	2,60	2,60		2	2,60	2,60
	4	3,12	5,72		4	3,12	5,72
	6	4,36	7,48		6	4,36	7,48
	8	6,98	11,34		8	6,98	11,34
NGC5796	7	4,36	-7,48	NGC5854	7	4,04	-6,92
L-O	5	3,12	-5,72	MA	5	2,88	-5,28
Região	3	2,60	-2,60	Região	3	2,40	-2,40
Azul	1	2,60	0,00	Vermelha	1	2,4	0,00
	2	2,60	2,60		2	2,40	2,40
	4	3,12	5,72		4	2,88	5,28
	6	4,36	-7,48		6	4,04	6,92
NGC6851	9	6,46	-10,50	NGC6851	9	6,46	-10,50
MA	7	4,04	-6,92	ME	7	4,04	-6,92
Região	5	2,88	-5,28	Região	5	2,88	-5,28
vermelha	3	2,40	-2,40	vermelha	3	2,40	-2,40
	1	2,40	0,00		1	2,40	0,00
	2	2,40	2,40		2	2,40	2,40
	4	2,88	5,28		4	2,88	5,28
	6	4,04	6,92		6	4,04	6,92
	8	6,46	10,50		8	6,46	10,50

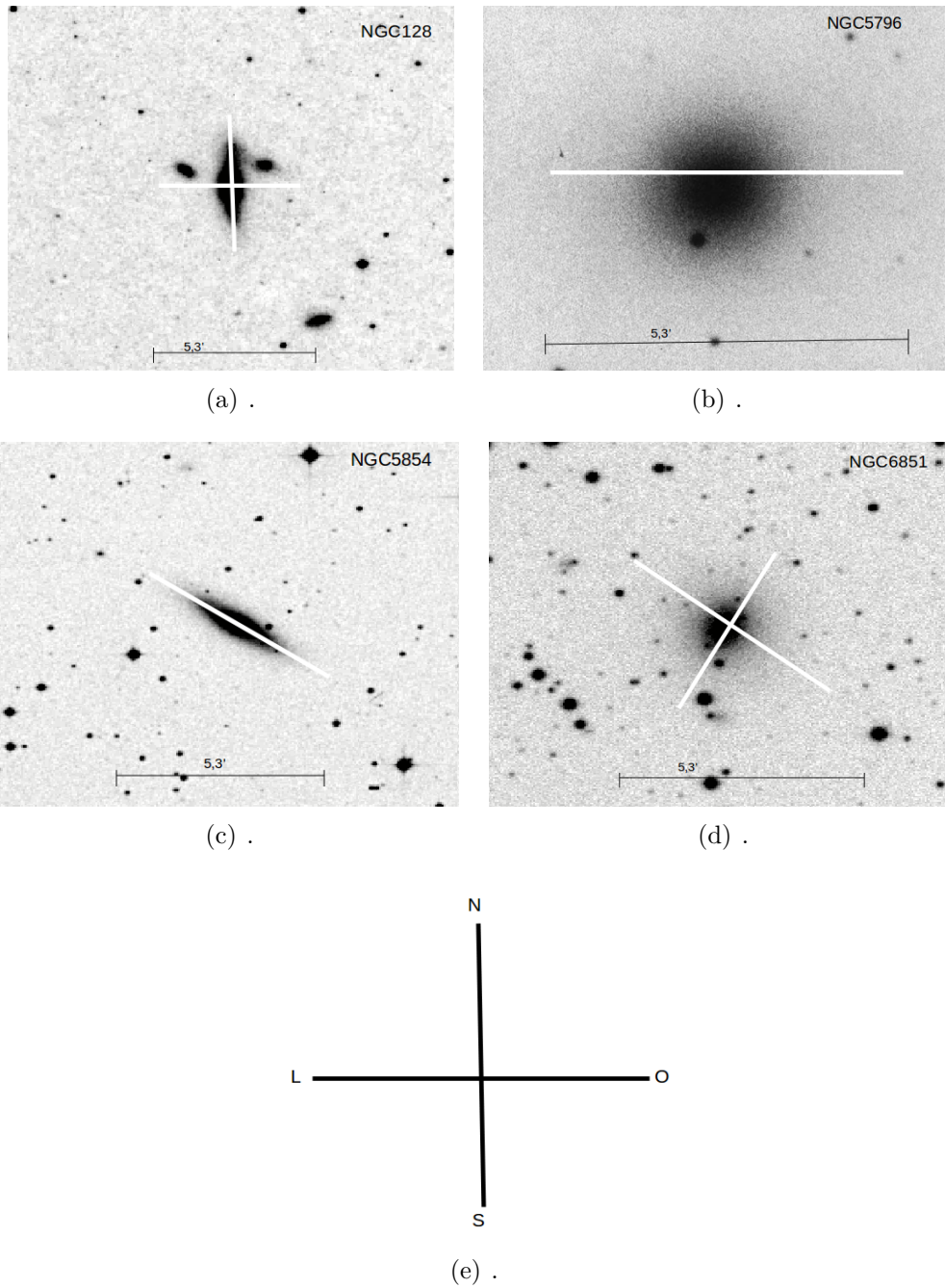


Figura 2.9 - Projeções da fenda para cada uma das galáxias da amostra, de acordo com a direção dos eixos fotométricos (quando possível), ou nas direções N-S e L-O. $5,3' = 5,3$ arcmin. Fonte: Adaptado de *Nasa/Ipac Extragalactic Database* (NED).

3 METODOLOGIA

3.1 Modelos de Populações Estelares Simples

A definição de população estelar foi proposta de forma pioneira por Oort (1926) que foi posteriormente corroborada por Baade (1944). No estudo de Baade (1944) foram analisadas às galáxias M31 e M32 e concluiu-se que estas galáxias consistem de uma mistura de dois tipos diferentes de estrelas, nomeados de população do tipo I e população do tipo II. Tendo como base nesse estudo pôde-se definir os tipos de populações predominantes na classificação morfológica de Hubble (Seção 1.2). Galáxias elípticas consistem predominantemente em estrelas da População II, galáxias irregulares apresentam em maior quantidade estrelas de População I enquanto que espirais apresentam uma mistura de Populações I e II, as quais estão presentes nas regiões de disco e bojo/halo respectivamente. A seguir é apresentada algumas características desses dois tipos de populações estelares.

- População I: é constituída por estrelas jovens com idades menores que 7×10^9 anos, ricas em metais e que apresentam órbitas aproximadamente circulares. Estrelas de Pop I são encontradas na estrutura de disco das galáxias espirais. Esse tipo de população apresenta diagrama cor-magnitude semelhante àqueles observados para aglomerados estelares abertos.
- População II: é constituída por estrelas com idades em torno de 10×10^9 anos ou da ordem da idade do Universo. São localizados preferencialmente no halo e bojo de galáxias espirais e galáxias elípticas. Podem ser pobres ou ricas em metais, sendo pobres se estiverem localizadas no halo ou ricas se estiverem presentes no bojo. Esse tipo de população estelar apresenta diagrama cor-magnitude semelhante aos observados para aglomerados globulares estelares.

Para o presente estudo sobre galáxias “early-type”, propomos uma divisão de populações estelares utilizando como critério de diferenciação somente as idades:

- Extremamente jovens: com idades menores que 1 bilhão de anos tal que o *turn-off* ou ponto de saída da sequência principal (TO_{MS}) da população estelar correspondente se dá próximo do tipo espectral A0 $M_{*,TO} > 2,4M_{\odot}$.
- Jovens: com idades entre 1 e 4 bilhões de anos tal que TO_{MS} da população se localiza entre os tipos A0 e F5 ($2,4 < M_{*,TO} < 1,25M_{\odot}$).

- Idade intermediária: com idades entre 4 e 10 bilhões de anos tal que TO_{MS} da população se localiza entre os tipos F5 e G5 ($1,25 < M_{*,TO} < 1,0M_{\odot}$).
- Evoluídas/velhas: com idades entre 10 e 14,5 bilhões de anos tal que o TO_{MS} da população se localiza entre os tipos G5 e G9 ($0,9 < M_{*,TO} < 1,0M_{\odot}$).

A luz emitida por sistemas estelares como aglomerados de estrelas e galáxias nos fornece informações necessárias para entender suas propriedades (VAZDEKIS et al., 2015). Uma SSP (*Simple Stellar Population* ou população estelar simples) consiste em um conjunto de estrelas que apresentam idade e metalicidade únicas entre si. Podemos compará-las com estrelas que de modo hipotético se formaram simultaneamente a partir de uma mesma nuvem de gás e poeira que apresenta composição química uniforme. Simplificadamente considera-se que todas as estrelas de diferentes massas formadas iniciaram suas evoluções simultaneamente na sequência principal de idade zero. Cada estrela apresenta uma trajetória evolutiva distinta no diagrama HR (Hertzsprung-Russel) que irá depender principalmente da massa estelar inicial e em segunda instância da sua metalicidade caso não esteja em um sistema binário com troca de material.

Para construir um modelo de população estelar simples é necessário ter algumas variáveis bem definidas, tais como: caminhos evolutivos para diferentes massas iniciais, composição química e função de massa inicial (IMF, do termo inglês *Initial Mass Function*). Os principais ingredientes necessários para construir um modelo de população estelar simples, são citados a seguir.

- Bases espectrais de estrelas: são conjuntos de espectros estelares que podem ser empíricos ou sintéticos que apresentam uma grande abrangência em massa, idade e metalicidade, com diversos valores de temperatura e luminosidade, de tal forma que essas estrelas se distribuam idealmente por todo o diagrama HR.
- Trajetórias evolutivas: por meio da teoria de evolução estelar, sabemos que o tempo de vida de uma estrela isolada na sequência principal (SP) e trajetória no diagrama HR pós-SP dependem principalmente da sua massa inicial (massa quando na sequência principal de idade zero ou acrônimo inglês *ZAMS-zero age main sequence*). O segundo parâmetro de influência é a metalicidade. Quanto maior for a massa, mais luminosa a estrela é na ZAMS e mais rápida é a sua evolução. Quanto menor for a metalicidade

mais curto será o tempo evolutivo de uma estrela bem como mais à esquerda será a posição na ZAMS e sua trajetória evolutiva no diagrama HR (temperatura efetiva um pouco maior e ligeiramente mais luminosa nos estágios avançados).

- Função de massa inicial: é a função que expressa ou representa a distribuição numérica de estrelas por massa.

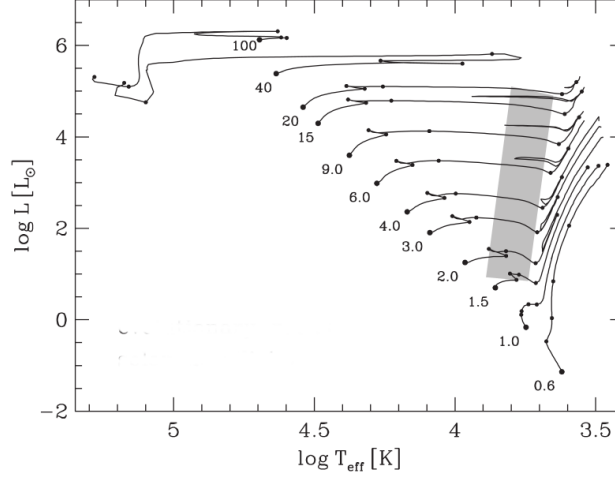
As bibliotecas de espectros de SSPs podem ser empíricas, sintéticas ou híbridas. As estrelas contidas nas bibliotecas espectrais empíricas são todas da região da vizinhança solar o que limita de certo modo a síntese de populações ou análise espectral de galáxias com evoluções químicas ou formações distintas da Galáxia (de tipo morfológico SBab), as quais apresentariam diferentes misturas de populações estelares como as elípticas ou bojos de espirais em relação à cercania solar.

A trajetória evolutiva deve ser considerada desde a sequência principal de idade zero até as fases evolutivas avançadas, tais como: ramo horizontal e ramo assintótico das gigantes (BRUZUAL; CHARLOT, 2003), sendo que alguns modelos podem incluir os estágios pós-AGB (nebulosas planetárias e anãs brancas). Para uma dada conjunto de massas iniciais e metalicidade única, um modelo de evolução estelar, em princípio, deve reproduzir todas as propriedades das estrelas em qualquer tempo, t , após seus “nascimentos” (MO H., 2010). Duas propriedades importantes que combinadas podem descrever como uma estrela evolui ao longo do diagrama HR, são: luminosidade e a temperatura efetiva. Exemplos de trajetórias evolutivas para estrelas de diferentes massas podem ser vistos na Figura 3.1.

De acordo com Peletier (2014) modelos mais atuais apresentam valores que variam em torno de três metalicidades ($[Fe/H] = -0,5 ; 0,0 ; 0,2$ dex) e duas diferentes razões de abundância dos elementos α em relação ao ferro ($[\alpha/Fe] = 0,0 ; 0,4$ dex). O limite superior de massa para uma dada IMF não é bem determinado e, na verdade, dependeria da metalicidade (menor Z , maior o limite). Costuma-se adotar $100 M_{\odot}$ para o limite superior e o limite inferior é tido igual a $0,1 M_{\odot}$, embora saibamos que uma melhor estimativa seria $0,08 M_{\odot}$. Também poderia se admitir uma dependência com a metalicidade para o limite inferior (menor Z , maior a massa mínima).

Os modelos de populações estelares simples adotados neste trabalho foram os de Bruzual e Charlot (2003) e Vazdekis et al. (2015). Para facilitar a nomenclatura iremos nos referir aos dois modelos citados como BC03 e VZ15, respectivamente. A grade de modelos VZ15 utiliza a base de espectros estelares empíricos fornecido

Figura 3.1 - Trajetórias evolutivas de estrelas com metalicidade solar na sequência principal com intervalos de massa de 0.6 a $100M_{\odot}$.



Fonte: Girardi et al. (2000).

pela biblioteca MILES (*Medium-resolution Isaac Newton Telescope library of empirical spectra*), enquanto que os modelos BC03 empregam uma combinação de bases espectrais empíricas e teóricas (somente empíricas para a região do óptico). A biblioteca MILES Sánchez-Blázquez et al. (2006) é composta por espectros de 985 estrelas que abrangem a região espectral de 3525-7500 Å com resolução espectral de 2,5 Å Falcón-Barroso et al. (2011). Os modelos de Bruzual e Charlot (2003) são compostos por uma biblioteca de espectros com grande intervalo de metalicidade ($Z= 0,0001; 0,0004; 0,008; 0,02; 0,05$) e idades que variam entre 10^5 anos e 20 Gano que abrangem um intervalo de comprimento de onda entre 3200 Å e 9500 Å com intervalo de massa de $0,6 M_{\odot}$ a $120 M_{\odot}$ e utilizam as trajetórias evolutivas sugeridas por Alongi et al. (1993) Fagotto et al. (1994) Girardi et al. (1996). Já os modelos de Vazdekis et al. (2015) são constituídos por um conjunto de SSPs semiempíricas. Nessas populações estelares estão incluídos cinco metalicidades $Z = 0,0001; 0,004; 0,008; 0,02; 0,035$. Para estes modelos os intervalos de massa e idade são $0,1 M_{\odot}$ a $100 M_{\odot}$ e $0,063$ Gano a $17,8$ Gano. Os modelos de SSPs de VZ15 foram construídos a partir de trajetórias evolutivas propostas por Girardi et al. (2000). Os modelos de Vazdekis et al. (2015) adicionam valores da razão elementos- α /ferro $[\alpha/\text{Fe}] = 0,0; 0,4$ dex. Os intervalos de idade e metalicidade das duas grades de modelos adotadas neste trabalho podem ser melhor visualizadas na Figura 3.2.

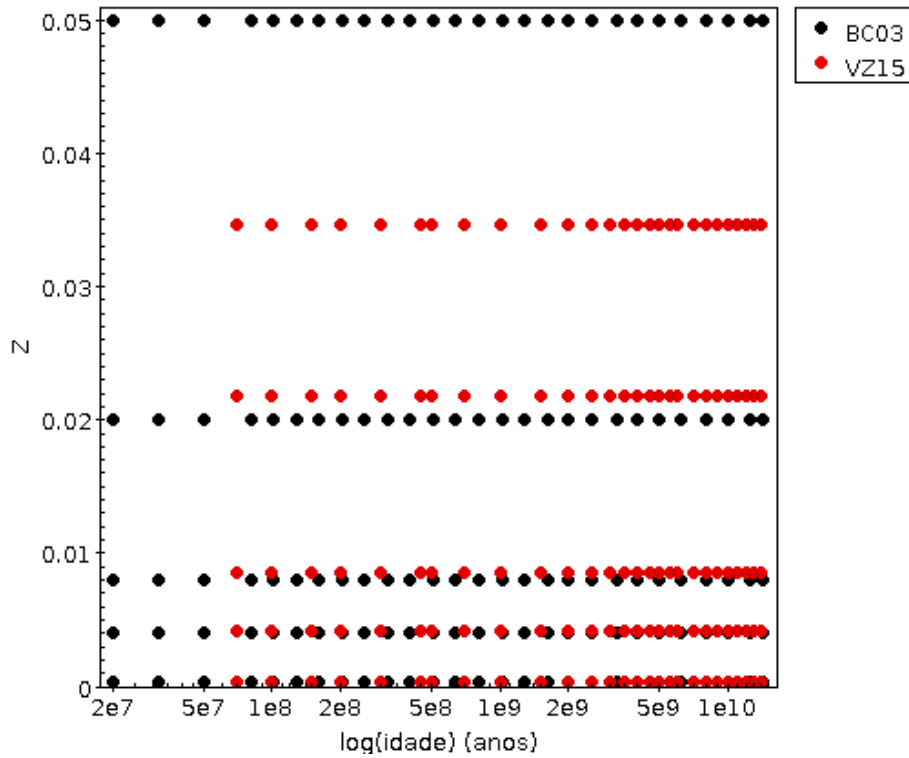


Figura 3.2 - Distribuição de SSPs das bases BC03 e VZ15 no espaço metalicidade Z vs $\log(\text{idade})$.

Nesse trabalho foram utilizadas duas bases de modelos de SSPs associadas a um código de síntese semiempírica de populações estelares objetivando reproduzir os espectros das galáxias aqui analisadas. Com essas bases de modelos é possível perfazer um ajuste entre o espectro observado e um sintético, a fim de se obter distribuições em idade e metalicidade para cada região “extraída” de cada galáxia e a partir dessas distribuições, inferir sobre o histórico de formação estelar e a evolução ou enriquecimento químico globais de cada galáxia da amostra.

3.2 Síntese de Populações Estelares

O estudo espectral de galáxias possibilita o acesso a importantes informações sobre as estrelas que compõe esses objetos. A partir de suas características espacialmente medidas (massas estelar e dinâmica, distribuições de idade e metalicidades estelares, enriquecimento químico, cinemática estelar e estado dinâmico do sistema entre outros da componente gasosa e de poeira) é possível supor cenários de como cada galáxia foi formada, evoluiu e ainda está em processo de evolução. Como foi visto na Seção 1.2, podemos agrupar galáxias em uma sequencia morfológica bem definida proposta por Hubble. Estas possuem características diferentes entre si em termos de composição química, taxa de formação estelar entre outras (KENNICUTT JR., 1998). Devido a uma grande parcela das galáxias não apresentar estrelas angularmente resolvidas (com excessão das galáxias presentes no Grupo Local), temos como objeto de estudo um espectro formado pelo somatório das contribuições de cada um dos espectros das estrelas que fazem parte da galáxia. A distância de transição entre uma galáxia resolvida e não-resolvida angularmente fica em torno de 20 Mpc. Geralmente o espectro integrado de uma galáxia no óptico é formado por um contínuo que apresenta linhas de absorção atômicas e moleculares (causadas pela mistura de populações). Adicionalmente pode conter linhas, pouco proeminentes, de absorção interestelar da nossa Galáxia. Pode também apresentar um contínuo de linhas atômicas de emissão do gás existente (nebulosas planetárias, regiões H II e/ou AGNs¹). Se pudermos modelar como as propriedades integradas observadas de uma galáxia evoluem com o tempo, podemos extrair informações acerca da sua distribuição atual de metalicidades estelares e seu histórico de formação estelar a partir da comparação dos seus dados observados (cores fotométricas e SED²) com as predições de um dado modelo ou modelos (teóricos ou semiempíricos) como é visto a seguir.

Por muitas décadas e até os dias presentes são utilizados índices de Lick (pseudo-larguras equivalentes de “blendings” de linhas de absorção em unidades de Angstroms ou magnitude) para medir propriedades de populações estelares, como pode ser visto nos trabalhos de Faber et al. (1985) Worthey et al. (1994) Trager et al. (1998). Uma vez que o perfil e a profundidade das linhas envolvidas nestes índices são afetadas pela distribuição de velocidades na linha de visada, é necessário corrigir as medidas de largura equivalente por um fator dependente da dispersão dessas velocidades (OCVIRK et al., 2006). Uma outra maneira para se analisar o espectro de uma galáxia de modo a extrair as propriedades da sua mistura de populações de

¹Núcleo Ativo de Galáxia (do Inglês, *Active Galactic Nuclei*)

²Distribuição espectral de energia

estrelas é a síntese semiempírica de populações estelares. Diferentes tipos de síntese de populações estelares foram propostos ao longo dos últimos 50 anos. Descrevemos brevemente dois métodos de síntese de populações.

Utilizando-se de modelos de populações estelares construídos a partir de trajetórias evolutivas estelares em combinação com bases de espectros estelares (teóricos e/ou empíricos), foram desenvolvidos códigos computacionais de síntese de populações estelares semiempírica (método descrito adiante) que tem como principal objetivo encontrar uma combinação de espectros de populações estelares que reproduzam dentro de um certo nível de desvio o espectro observado de um dado objeto. Um modelo de população estelar pode ser aquele de uma população estelar simples (única idade e única metalicidade) ou aquele composto por uma combinação de populações simples, enquanto que um modelo evolutivo considera uma dada taxa de formação estelar em função tempo. Cada um desses modelos deve considerar uma determinada função de massa inicial. De acordo com [Vazdekis et al. \(1996\)](#) isso pode ser feito por dois métodos: síntese de população empírica e síntese de população evolutiva.

- Síntese de Populações Estelares Evolutiva: a pioneira nesta técnica foi [Tinsley \(1968\)](#). Nesse tipo de síntese é desenvolvido um modelo de um sistema estelar que evolue ao longo do tempo e cujos observáveis (SED e cores) são comparados com os observáveis de um sistema estelar (no caso uma galáxia). Nesse modelo admite-se uma dada SFR³ e uma IMF⁴ para as estrelas que são formadas. Para cada distribuição temporal de estrelas em termos de suas propriedades (massa, metalicidade e idade), calcula-se aqueles observáveis e os compara com os do objeto de estudo. Caso o que é medido pelo modelo não concorde com o observado no objeto, é necessário modificar os parâmetros do modelo evolutivo como também os relacionados a SFR e IMF e a de uma evolução química associada.
- Síntese de Populações Estelares Semiempírica: esse tipo de síntese foi desenvolvida de modo pioneiro por ([MORGAN; MAYALL, 1956](#)) e também utiliza como informação o contínuo espectral estelar e suas linhas de absorção e/ou emissão presentes nas SED para determinar as populações estelares presentes no sistema. Com a finalidade de se derivar uma distribuição representativa de populações estelares para um dado sistema estelar, objetiva-se obter uma combinação linear de espectros de SSPs, que reproduza o espec-

³*Star Formation Rate*

⁴*Initial Mass Function*

tro observado do sistema. Também utiliza-se como base de referência para se construir modelos de SSPs a aplicar tal tipo de síntese semiempírica para esse tipo de técnica bibliotecas de espectros estelares empíricos e/ou sintéticos. Pode-se ainda adotar como observáveis medidas de cores fotométricas como também linhas de absorção (ex.: índices do Sistema Lick) para realizar uma síntese semiempírica. Esse tipo de síntese de populações faz uma comparação entre os observáveis de uma galáxia, por exemplo, e uma combinação de modelos de populações estelares (SSPs segundo os códigos atuais) com a finalidade de se obter uma combinação representativa de SSPs. Conseqüentemente, acaba-se obtendo uma distribuição atual de metalicidades estelares e uma distribuição de idades estelares (ou história de formação estelar), que relacionados entre si fornece um histórico de enriquecimento químico para o sistema composto analisado; de um modo diferente daquele da síntese evolutiva. A síntese semi-empírica objetiva resolver o problema de um modo inverso enquanto que a síntese evolutiva tenta derivar uma solução de uma maneira direta.

A síntese semiempírica de populações estelares é a mais usada atualmente, tendo em vista que se tem grande acesso a bibliotecas públicas de espectros de SSPs e códigos públicos de síntese. Além do mais, a síntese evolutiva representa um desafio maior por apresentar um número maior de parâmetros livres e há poucos códigos disponíveis.

Neste trabalho utilizamos a síntese semiempírica de populações estelares com o objetivo de reproduzir o espectro observado de uma galáxia O_λ (espectro observado), utilizando uma combinação de um ou mais espectros de populações estelares simples M_λ . De maneira geral o espectro de uma população estelar simples no visível pode ser obtido pela integração dada pela Equação 3.1.

$$S_\lambda(t, [Z], \Phi, I_{00}) = \int_{m_1}^{m_2} S_{\lambda v}(m, t, [Z]) F_V(m, t, [Z]) N_*(m, t) dm \quad (3.1)$$

onde $S_{\lambda v}(m, t, [Z])$ é o espectro empírico ou sintético de uma estrela com massa m , idade t e metalicidade $[Fe/H]$ conhecida, $F_v(m, t, [Z])$ é o fluxo do espectro estelar na banda V, $N_*(m, t)$ é o número de estrelas presentes em determinados intervalos infinitesimais de massa e idade, I_{00} é uma isócrona que compõe o modelo e Φ é a IMF escolhida.

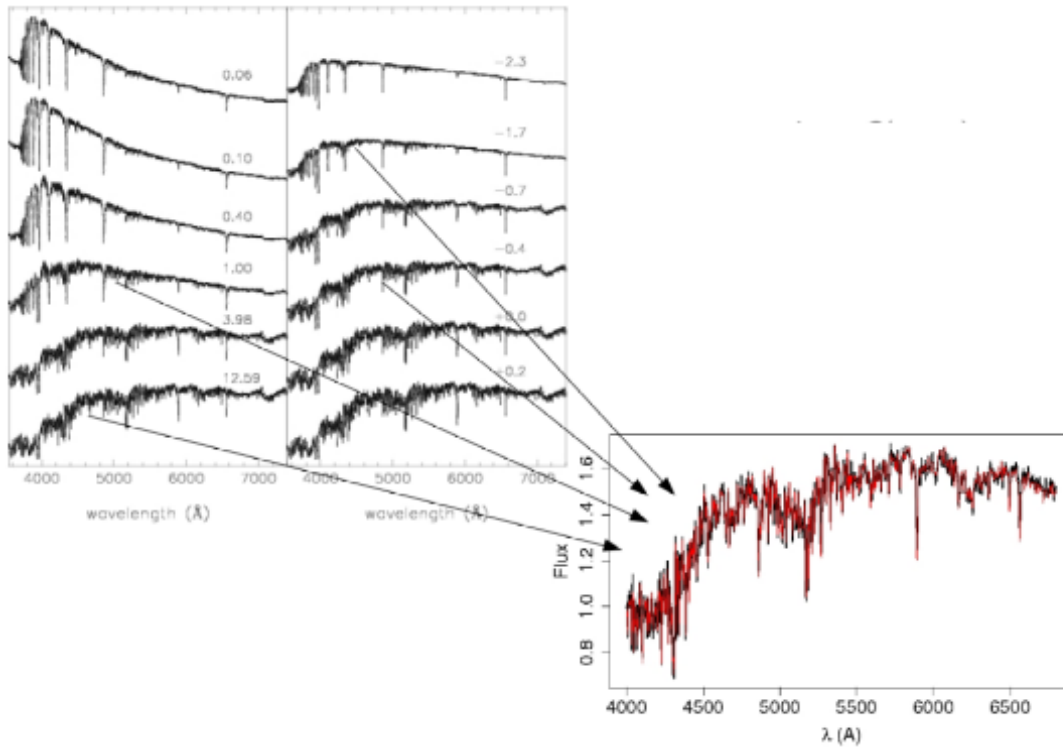


Figura 3.3 - Do lado esquerdo tem-se um conjunto de espectros de diferentes SSPs que apresentam diferentes valores de idade e metalicidade que são combinados para reproduzir o espectro de um sistema estelar qualquer.

Fonte: Adaptado de [Fernandes et al. \(2005\)](#)

3.2.1 STARLIGHT

STARLIGHT é um código de síntese de populações estelares, desenvolvido em linguagem Fortran 77, que faz o ajuste de um espectro sintético, definido como M_λ , a um espectro observado de um sistema estelar, definido como O_λ . O espectro sintético é construído a partir de uma combinação linear de espectros de SSPs tomados de uma dada base ou biblioteca de modelos de SSPs ([FERNANDES et al., 2005](#)). O STARLIGHT busca a melhor solução de SSPs após tentar inúmeras combinações dentro de uma região pré-definida do espaço de parâmetros da base de SSPs (idade e metalicidade). Obviamente existe uma certa degenerescência na solução final. Este código ainda testa vários alargamentos Gaussianos do espectro sintético para obter o melhor ajuste espectral entre M_λ e O_λ bem como estima o excesso de cor ótimo assumindo uma lei de avermelhamento. As leis de avermelhamento disponíveis neste código são as propostas por [Cardelli et al. \(1989\)](#) [Gordon et al. \(2003\)](#) [Allen \(1976\)](#) [Calzetti et al. \(1994\)](#). Inicialmente o intervalo espectral que o STARLIGHT abrange

é de $\sim 3500 - 9000 \text{ \AA}$, mas segundo os criadores do código intervalos maiores ou menores podem ser considerados. A busca da melhor solução de ajuste entre M_λ e O_λ baseia-se na minimização do χ quadrado⁵ quadrado segundo o(s) intervalo(s) espectrais usado(s). Esta figura de mérito é suficientemente robusta para a minimização do somatório dos resíduos em fluxo $R_\lambda = O_\lambda - M_\lambda$. Segundo [Asari et al. \(2007\)](#) excelentes resultados tem sido obtidos para os mais diversos tipos de objetos como, AGN de baixa luminosidade, núcleo de Seyferts, galáxias normais (de elípticas a espirais em casos extremos, galáxias anãs azuis ultra compactas), veja Figura 3.4. Esse programa pode ser usado para caracterizar misturas de populações estelares para um dado sistema estelar composto (no caso deste trabalho) e também pode fornecer alguns dados dinâmicos do objeto como a dispersão de velocidades.

⁵ $\chi^2 = \sum_\lambda [(O_\lambda - M_\lambda)\omega_\lambda]^2$

Os arquivos necessário para utilizar o Starlight, encontram-se disponíveis para download no site www.starlight.ufsc.br. Lá existe uma versão para cada sistema operacional. Os arquivos de entrada necessários para utilizar este código são: espectro observado, arquivos de máscara espectral, arquivo da base de SSPs, arquivo de configuração, arquivo de grade e os espectros das SSPs utilizadas. A seguir é explicado para que serve cada um desses arquivos.

- a) Espectro observado: é o espectro que se deseja analisar. Este deve estar bem calibrado em fluxo e em comprimento de onda de repouso. O STARLIGHT necessita de um espectro bem calibrado em fluxo pois é a partir da precisão dessa calibração que o melhor ajuste de SSPs é obtido.
- b) Arquivo de máscara espectral: esse arquivo serve para o código ignorar algumas regiões do espectro, como por exemplo linhas de emissão e regiões com descontinuidade em fluxo devido a processos de extração de linhas telúricas e efeitos de raios cósmicos
- c) Arquivo da base: é o arquivo no qual são listados os espectros estelares de SSPs a serem utilizados para ajustar o espectro sintético ao observado. O STARLIGHT aceita base de SSPs até um número limitado de 300 (usamos 135 SSPs com a base BC03 e 162 com a base VZ15).
- d) Arquivo de configuração: é o arquivo que dita os procedimentos e os limites de leitura do código, tal como a normalização de contínuo a ser utilizada. Delimita os limites para os parâmetros de cinemática e avermelhamento (essa é a parte mais técnica).
- e) Arquivo de grade: é o arquivo no qual estão os parâmetros das configurações definidas pelo usuário. Esse arquivo contém informações como: espectros a serem ajustados, base de SSPs utilizada, tipos de máscara usada, o(s) intervalo(s) em comprimento de onda que é/serão adotado(s) no ajuste da síntese de populações, limites de cinemática e lei de avermelhamento entre aquelas disponíveis.
- f) Espectros de SSPs: são os espectros das populações estelares simples que serão utilizados pelo código.

Como já afirmado, o ajuste representado pelo espectro sintético é uma combinação linear de SSPs tomadas de uma grade de modelos, de número total N_* . O arquivo que

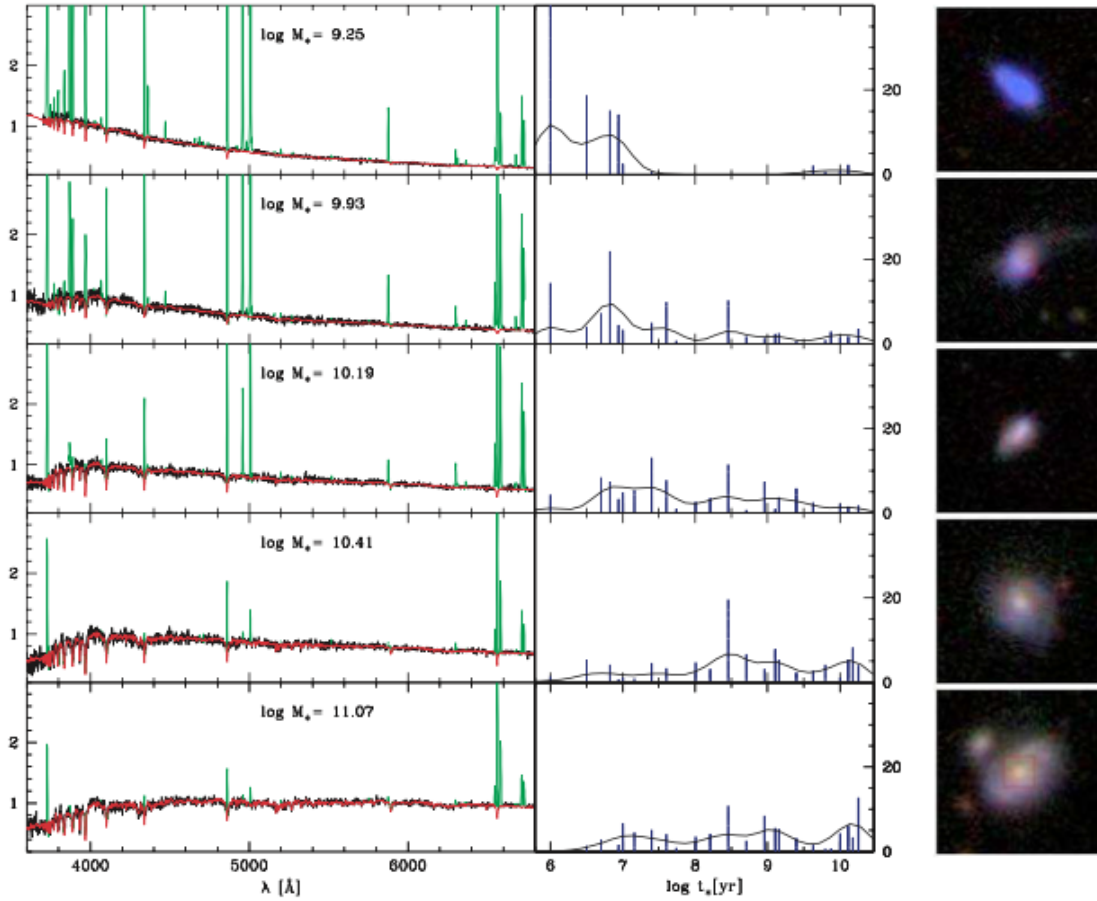


Figura 3.4 - a figura apresenta cinco exemplos de espectros ajustados. Lado esquerdo mostra o espectro observado (em preto) e o ajustado (em vermelho). Linhas verdes marcam as regiões não consideradas no ajuste pois apresentam linhas de emissão. O painel do meio ilustra a fração da luz associada para cada uma das SSPs usadas no ajuste por "bins" na escala de idade. O painel direito mostra imagens das galáxias analisadas extraídas da amostra presente no SDSS $25.6 \times 25.6 - arcsec^2$. As galáxias nessa figura são ordenadas de acordo com suas metalicidades nebulares (Z_{neb}). De cima para baixo, $Z_{neb} = 0,29; 0,43; 0,61; 0,84$ e $0,97 Z_{\odot}$.

Fonte: (ASARI et al., 2007)

é obtido como resultado da aplicação do mesmo apresenta um vetor de população (\vec{x}) (que representa a fração de contribuição das SSPs utilizadas no ajuste), o espectro sintético (M_λ), a medida de σ_v e um vetor de massa ($\vec{\mu}$) (que apresenta a fração de massa de cada SSP no ajuste).

Para calcular o espectro sintético o código ajusta os seguintes parâmetros: \vec{x} , uma extinção global (A_V), uma extinção cromática (A_V^λ), dispersão de velocidades (σ_v) e a velocidade sistêmica (v_*). A velocidade sistêmica é a velocidade de recessão do objeto. Embora tenhamos colocado cada espectro de abertura em comprimento de onda de repouso (ver Seção 3.3), o código ainda perfaz uma correção residual para esta escala. Esses parâmetros se relacionam segundo a Equação 3.2,

$$M_\lambda = M_\lambda(x, A_V, A_V^\lambda, v_*, \sigma_*) = \sum_{j=1}^{N_*} x_j \gamma_j r_x \quad (3.2)$$

onde $\gamma_{i,j} \equiv b_{\lambda,j} \otimes G(v_*, \sigma_*)$, sendo que $b_{\lambda,j} \equiv \frac{b_{\lambda,j}}{b_{\lambda_0,j}}$ é razão de fluxo entre de uma componente da base de SSPs e o fluxo no intervalo de comprimento de onda de normalização. $G(v_*, \sigma_*)$ é o filtro gaussiano que é centralizado na velocidade sistêmica e apresenta uma dada dispersão de velocidade e $r_\lambda \equiv 10^{-0.4(A_\lambda - A_v)}$.

A partir dos dados de entrada, o STARLIGHT deriva a melhor combinação de SSPs para fazer o melhor ajuste possível ao espectro observado do sistema estelar, como pode ser visto na Figura 3.4. Segundo Asari et al. (2007), do arquivo de saída do STARLIGHT é possível obter várias propriedades físicas, como a massa estelar atual, extinção estelar, distribuições e média das idades e metalicidades das SSPs empregadas na melhor solução (ou seja, frações de massa e de luminosidade para cada SSP de certa idade e metalicidade [Z]), fornecendo desta maneira uma possível história de formação estelar do sistema (distribuição de idades das SSPs utilizadas na solução), assim como também uma sugestão para a evolução temporal do enriquecimento químico traçado pelas populações estelares do sistema (relação entre [Z] e idade).

3.2.2 Incertezas na Síntese de Populações Estelares

Todo código de síntese de populações sofre uma influência das incertezas em fluxo. Quando os erros em fluxo são conhecidos λ a λ , torna-se útil prever as propagações no resultado da síntese de populações aplicada a cada espectro/região de um sistema estelar. Sabemos que um dos fatores importantes na obtenção de uma solução representativa na síntese de populações estelares é uma boa calibração em fluxo. Essa calibração é importante pois uma das grandezas que é usada como parâmetro entre o ajuste do espectro observado e o sintético é feito por meio do quanto em contribuição de fluxo cada SSP melhor ajusta-se ao espectro observado.

Um dos problemas que se tem ao utilizar alguns códigos de síntese espectral de populações estelares é que estes não possibilitam uma medida das incertezas nos resultados obtidos. Consequentemente, torna-se inviável obter incertezas para as distribuições e valores médios de idade, $[Z]$ e $[\alpha/Fe]$. Dessa forma o que é sugerido para estimar os erros é um conjunto de simulações do tipo Monte Carlo.

Na determinação dos erros em fluxo para cada espectro, assumimos uma distribuição Gaussiana para cada ponto do espectro observado. Exemplos desses espectros simulados podem ser melhor visualizados na Figura 3.5. Para cada espectro de abertura, foram criados 100 espectros perturbados com erros randômicos seguindo uma distribuição Gaussiana.

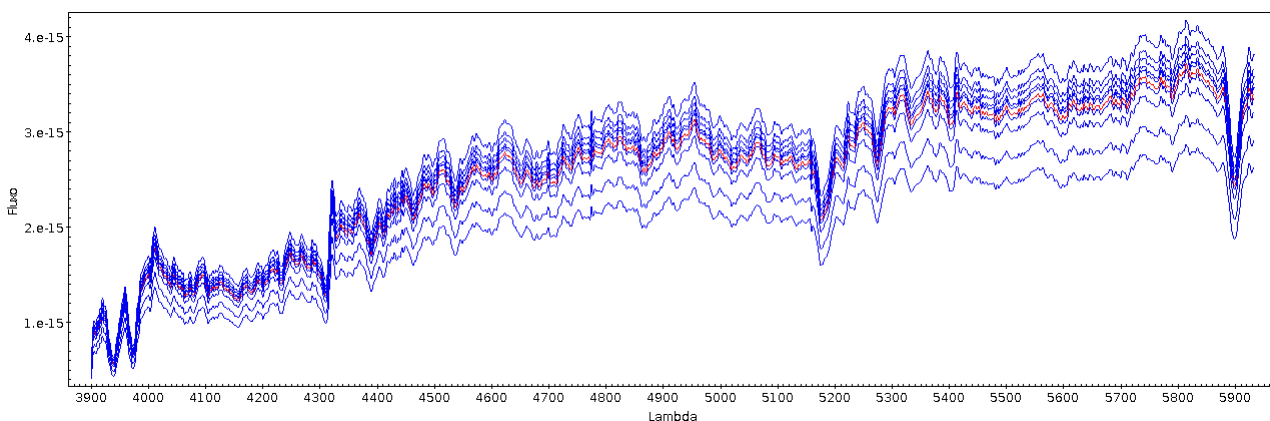


Figura 3.5 - Acima são apresentados 10 espectros com perturbações seguindo uma distribuição Gaussiana, gerados a partir do espectro da região central da galáxia NGC5796. Representados em azul tem-se os espectros perturbados por ruídos que seguem uma distribuição Gaussiana e em vermelho tem-se o espectro original extraído da região nuclear (abertura 1).

Através da aplicação do STARLIGHT em cada um desses espectros, utilizando os mesmos modelos de populações estelares que foram utilizados nas galáxias observadas, obtivemos medidas de idade média e metalicidade média de suas distribuições respectivas para cada um deles. A partir dessas medidas obtivemos estimativas do erro da técnica de síntese de populações estelares em função do erro propagado em fluxo espectral do objeto analisado. Submetemos os espectros perturbados por distribuição Gaussiana (que totalizaram 4100, considerando todos os espectros de abertura) ao STARLIGHT para cada um dos modelos de populações estelares utilizados neste trabalho.

Com o objetivo de ter uma melhor estimativa das incertezas na síntese de populações estelares, realizamos um outro teste. Dentre os espectros de SSPs da grade de modelos BC03⁶, escolhemos um com idade de 10×10^9 anos e com $[Z]=0,4$ dex. O espectro dessa população tem a forma semelhante a um espectro de uma galáxia elíptica. Nesse espectro estelar foi introduzido um alargamento Gaussiano com o objetivo de reproduzir uma dispersão de velocidades de 250 km/s.

Após ter o espectro de uma “galáxia” com idade (10×10^9 anos), metalicidade ($[Z]=0.4$ dex) e σ_v conhecidos, reproduzimos 100 desses espectros com erros propagados em fluxo que seguem uma distribuição Gaussiana. Dessa maneira como sabemos exatamente os valores médios de idade e metalicidade que deveriam ser derivados, obtivemos uma estimativa mais realista dos erros intrínsecos da síntese de populações estelares. O ajuste obtido para esse espectro pode ser visualizado na Figura 3.6. A partir da síntese foi possível também obter uma distribuição das populações estelares utilizadas no ajuste deste espectro. Na Figura 3.7 é possível verificar a distribuição de idades das SSPs utilizadas no ajuste.

É notável que por mais que tenhamos utilizado o espectro de uma SSP com idade bem definida, o código utiliza mais de uma SSP para reproduzir o espectro. Os valores para idade e metalicidade médias obtidos nesse teste e suas respectivas incertezas são apresentados na Tabela 3.1.

Como pôde ser percebido neste teste de caso único, o código STARLIGHT conseguiu recuperar dentro das incertezas envolvidas a idade e metalicidade médias bem como a dispersão de velocidades. A idade ponderada por luminosidade (ou fluxo) foi reproduzida dentro das incertezas envolvidas (precisamente 2,5 sigma) como esperado, já que a síntese de populações modela a luz ou mais precisamente a SED.

⁶A princípio só testamos para essa base, mas encorajamos que o mesmo teste seja executado em outras bases e que sejam utilizadas mais SSPs nos mesmos.

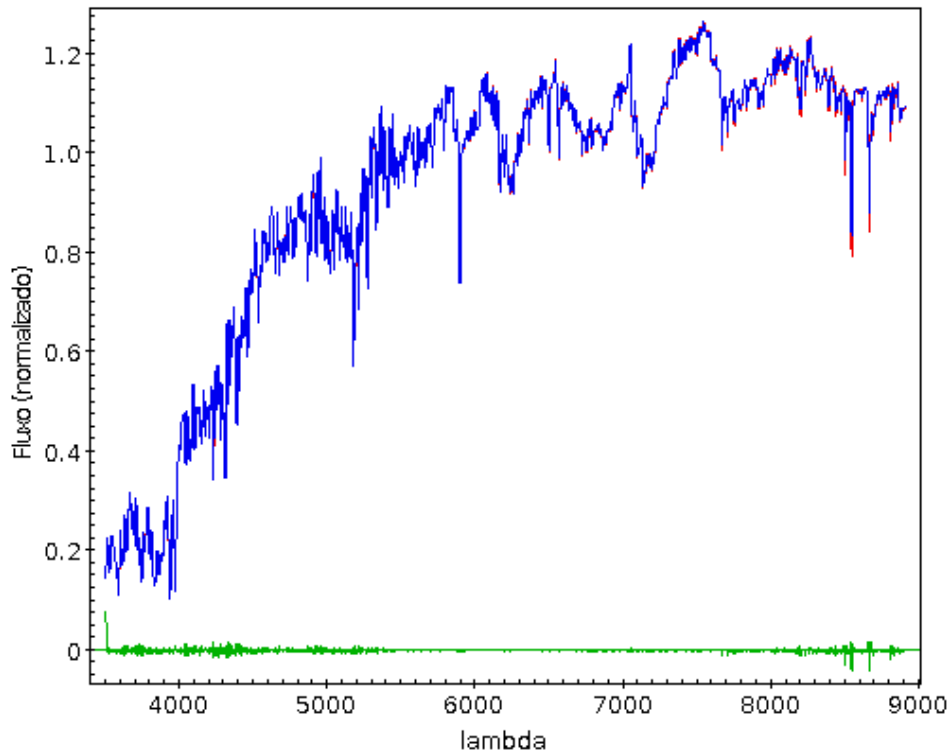


Figura 3.6 - A figura apresenta o ajuste obtido para uma SSP de idade e metalicidade conhecida da grade de modelos BC03, para o qual foi utilizado o próprio conjunto de SSPs presentes na base com o objetivo de reproduzir o espectro da SSP escolhida. A linha azul representa o espectro sintético, a linha vermelha representa o espectro da SSP e a linha verde representa o resíduo do ajuste.

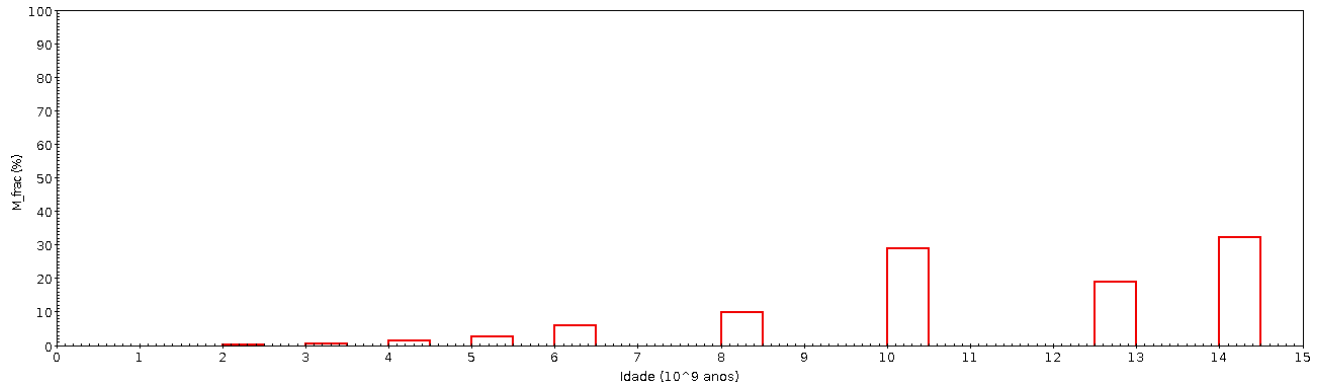


Figura 3.7 - A figura apresenta a distribuição por fração de massa de idades das populações estelares usadas para o melhor ajuste do espectro de uma única SSP de 10 bilhões de anos e $[Z]=0,4$.

Tabela 3.1 - Medidas Obtidas no teste utilizando uma galáxia simulada a partir do espectro de uma SSP da grade de modelos BC03. As incertezas são dadas apenas pela propagação dos erros em fluxo.

Idade _{massa} (10^9 anos)	Idade _{luminosidade} (10^9 anos)	$[Z]$	$\sigma_v(km/s)$
$11,17 \pm 0,03$	$10,3 \pm 0,1$	$0,41 \pm 0,02$	247 ± 2

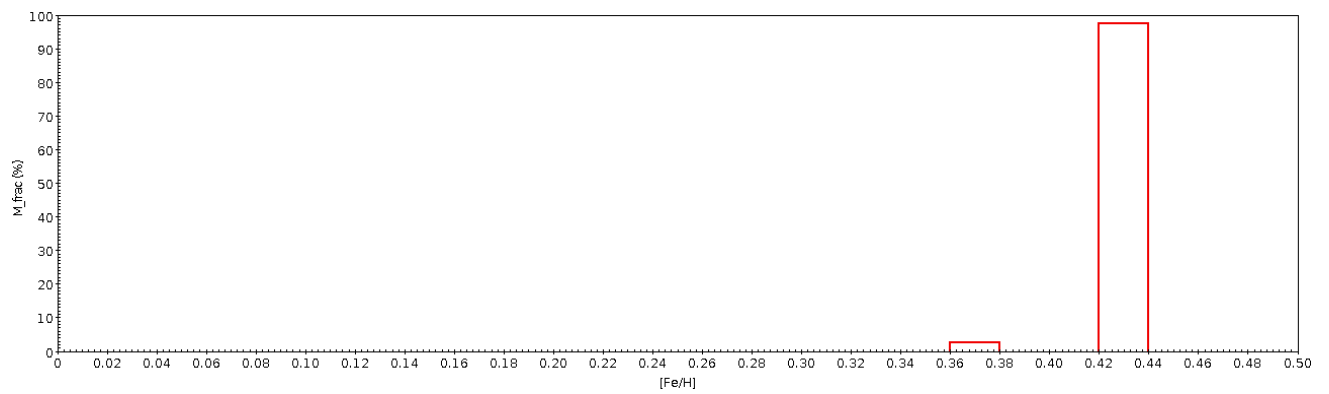


Figura 3.8 - A figura apresenta a distribuição por fração de massa de metalicidades das populações estelares usadas para o melhor ajuste do espectro de uma única SSP de 10 bilhões de anos e $[Z]=0,4$.

3.3 Cinemática Estelar em Galáxias Elípticas

Galáxias elípticas também podem apresentar rotação para sua(s) componente(s) gasosa e/ou estelar. A rotação causa deslocamentos Doppler nas linhas do espectro galáctico quando o ângulo entre o plano de rotação e o plano do céu é diferente de zero. O movimento rotacional também contribui para o alargamento Doppler total das linhas, quando tomamos um espectro de uma grande extensão da galáxia em torno de seu centro (outra contribuição é aquele devido à dispersão de velocidades projetada na linha de visada causada por uma distribuição anisotrópica das velocidades espaciais das estrelas). Utilizando no IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) o pacote RVSAO (*Radial Velocity Smithsonian Astrophysical Observatory*) é possível calcular a velocidade radial heliocêntrica (cz) e a dispersão de velocidades na linha de visada σ_v . A fim de derivar tais medidas para a componente estelar em cada espectro extraído o RVSAO utiliza o método da correlação espectral cruzada (CC). Este método está explicado na subseção a seguir. A partir da obtenção desses parâmetros ao longo de ao menos uma direção projetada da galáxia no céu é possível analisar a cinemática estelar na galáxia, ou seja, o possível movimento de rotação em relação ao centro da galáxia e o perfil radial da dispersão de velocidades.

3.3.1 Método da Correlação Espectral Cruzada

Existem diferentes formas de calcular a velocidade radial heliocêntrica de uma galáxia e a dispersão de velocidades na linha de visada de suas estrelas. Os métodos utilizados usam como princípio físico fundamental o efeito Doppler para a luz. O efeito Doppler faz com que as linhas do espectro de cada estrela sejam deslocadas para comprimentos de ondas maiores ou menores. O efeito Doppler é ilustrado na Figura 3.9.

Uma forma simplificada de calcular a velocidade radial de uma galáxia é por meio da medida do desvio de uma dada linha de absorção ou emissão presente no espectro. Assim utiliza-se como referência o comprimento de onda da linha que é observado no espectro (λ) em relação ao comprimento de onda de repouso (λ_0). Dessa maneira mede-se o desvio Doppler sofrido pela linha. A velocidade na linha de visada (v_{los}) ou velocidade radial para objetos em *redshift* em torno de 0,01 pode ser dada pela Equação 3.3 (somente se $v_{los} \ll c$) e z é chamado de desvio espectral, conhecido como *redshift*, dado pela Equação 3.4.

$$v_{los} \approx cz \tag{3.3}$$

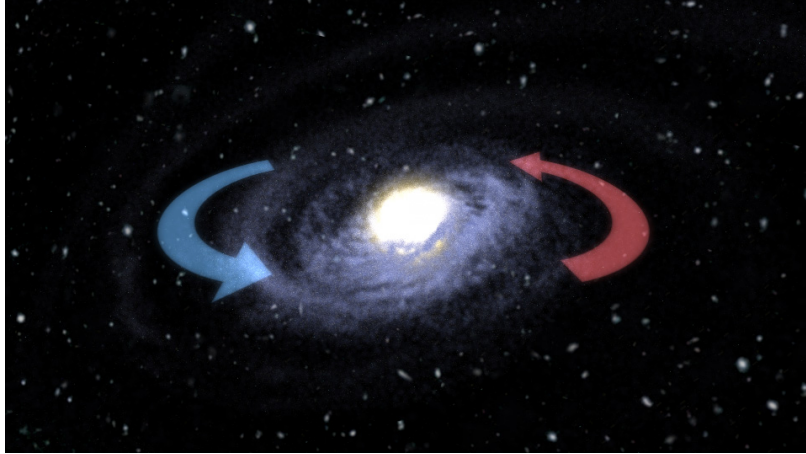


Figura 3.9 - A figura ilustra os deslocamentos causados nas linhas espectrais de uma galáxia devida à rotação de suas componentes. Partes da galáxia que se movem na direção do observador induzem um deslocamento de linhas para regiões de λ menores do espectro enquanto que partes da galáxia que se afastam do observador induzem um deslocamento de linhas para regiões de λ maiores. As setas curvadas ilustram os movimentos de duas partes da galáxia relativos ao observador e suas cores representam os sentidos dos deslocamentos sofridos pelas linhas do espectro (azul para λ menores e vermelho para λ maiores). Por simplificação, admita que a galáxia da figura tenha velocidade sistêmica nula relativa ao observador. Fonte: NAOJ (*National Astronomical Observatory of Japan*).

$$z \equiv \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} \quad (3.4)$$

A partir das Equações 3.3 e 3.4 é possível transformar qualquer medida de comprimento de onda para uma dada linha espectral em velocidade na linha de visada em relação a um dado observador, ou seja, $\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{v_{los}}{c}$. Além do método simples citado, existem também outros dois métodos mais refinados que podem ser usados para medir essas velocidades. Esses métodos baseiam-se na suposição que a distribuição de velocidades no espaço de fase para um dado sistema estelar apresenta uma distribuição gaussiana ou aproximadamente gaussiana. Um desses métodos é o método do Quociente de Fourier, descrito nos trabalhos de [Sargent et al. \(1977\)](#) e [Franx et al. \(1989\)](#). Outro desses métodos é chamado de método da correlação espectral cruzada ou simplesmente correlação cruzada (CC). Esse último método é bastante utilizado por apresentar grande eficácia em baixas dispersões de velocidades e por produzir medidas razoavelmente precisas de velocidade radial e σ_v em espectros com baixa razão sinal ruído [Davies et al. \(1983\)](#) [Kuijken e Merrifield \(1993\)](#). A ideia central do método de correlação cruzada é comparar o espectro de uma galáxia com

um espectro estelar que descreva da melhor forma o espectro observado. A hipótese fundamental do método de correlação cruzada é que as estrelas de uma galáxia possuem seus espectros idênticos entre si como uma primeira aproximação. Admitindo tal hipótese, o espectro integrado de uma galáxia seria dado pela convolução dos espectros estelares $S(u - v_{los})$ com uma distribuição de velocidades na linha de visada $F(v_{los})$ como dado pela Equação 3.5.

$$G(u)\alpha \int F(v_{los})S(u - v_{los})dv_{los} \quad (3.5)$$

tal que $u \equiv c \ln \lambda$ é a velocidade espectral, cuja derivada é dada pela Equação 3.6. De acordo com Binney e Marrifield (1998) quando $v_{los} \ll c$, temos que $du = v_{los}$.

$$du = c \frac{d\lambda}{\lambda} = cz \quad (3.6)$$

Se o tipo espectral dominante das estrelas que compõe a galáxia que se deseja analisar for conhecido, usa-se uma estrela desse tipo espectral como referência para a correlação cruzada.

A correlação cruzada é feita com objetivo de obter uma função de correlação entre um espectro galáctico e um espectro estelar usado como referência.

$$FCC(v_{los}) = \int G(u)S(u - v_{los})du \quad (3.7)$$

O valor de FCC aumentará à medida que o deslocamento espectral sofrido pelo espectro estelar de referência coincida no espaço de velocidades com a velocidade radial da galáxia em análise. Esse fato ocorre por que as linhas de absorção do espectro estelar de comparação coincidem com as mesmas linhas do espectro galáctico que foi observado. É a partir dessa coincidência entre as linhas presentes no espectro da estrela e da galáxia que se obtém o valor do pico da FCC e conseqüentemente uma medida de velocidade radial do objeto ou parte do objeto em análise. No entanto esse pico não é estreito, de modo que seu alargamento nos dá a informação acerca da distribuição de v_{los} (ou σ_v), porque a coincidência máxima entre aquelas linhas espectrais se daria caso o espectro estelar estivesse convoluído pela mesma função $F(v_{los})$. Isto é, o alargamento do pico da FCC mede σ_v , precisando considerar devidamente o efeito do alargamento instrumental (como descrito mais adiante nesta seção).

Um equívoco dessa técnica ocorre quando se compara espectro de uma única estrela com o de uma galáxia. Sabe-se que uma galáxia é constituída por diversas estrelas de diferentes tipos espectrais, dessa forma utilizar um único espectro para comparação é uma simplificação. O ideal seria adotar o espectro de uma composição de estrelas ou populações estelares, ou seja, do modo como os códigos de síntese de populações fazem. Alternativamente poderíamos usar como referências espectrais (ou *templates*) um conjunto de espectros de SSPs. Uma maneira de minimizar o efeito deste problema é testar uma amostra maior de estrelas de comparação com diferentes tipos espectrais, cujos espectros seriam tomados com mesmo instrumental sob mesma resolução em comprimento de onda e verificar qual delas apresenta melhor correlação cruzada.

A medida de velocidade radial de uma galáxia é resultado direto da aplicação do método de correlação cruzada entre o espectro da galáxia e os espectros das estrelas de referência. Para obter essa medida, foi utilizado o pacote RVSAO 2.8.1, que utiliza o método de correlação cruzada, que é executado dentro do ambiente do IRAF. A partir dessas ferramentas, foi feito a correlação dos espectros de abertura de cada uma das galáxias presentes na amostra com os espectros de estrelas gigantes de tipo G-K tomadas como referência, que foram obtidos com a mesma configuração instrumental espectroscópica (veja apêndice A): espectrógrafo, razão focal, largura de fenda de entrada, rede de difração, região espectral ou ângulo de rede e detector CCD que define a resolução espectral (poder resolutor $R = \lambda/FWHM$ e dispersão ou amostragem (D em $\text{\AA}/\text{pix}$). Medimos no intervalo de 3840-5960 \AA $FWHM_{inst} = 3,02 \text{\AA}$ que equivale a $\sigma_{v,inst} = 78,2 \text{ km/s}$. A dispersão de velocidades na linha de visada para o espectro de abertura ou região analisada de cada galáxia foi obtida também pela correlação cruzada, porém é necessário considerar, medir e descontar o alargamento instrumental. As estrelas utilizadas no método da correlação cruzada são apresentadas na Tabela 3.2.

Tabela 3.2 - Estrelas utilizadas na correlação espectral cruzada.

NOITE	Estrela	Tipo Espectral	Classe	Velocidade Radial (km/s)
26/07/2000 (região vermelha)	HR7149	K0	III	$-92,58 \pm 0,28$ Massarotti et al. (2008)
	HR8841	K0	III	$-25,88 \pm 0,29$ Soubiran et al. (2008)
	HR6770	G8	III	$-3,0 \pm 0,28$ Massarotti et al. (2008)
27/07/2000 (região azul)	HR7148	K1	III	$45,69 \pm 0,08$ Famaey et al. (2005)
	HR7149	K0	III	$-92,58 \pm 0,28$ Massarotti et al. (2008)
	HR8841	K0-1	III	$-25,88 \pm 0,29$ Soubiran et al. (2008)

Para a escolha da melhor estrela de comparação, avaliou-se a que apresentou maior índice de correlação cruzada com os espectros de abertura de cada galáxia, segundo o maior valor de R' (razão entre a altura do pico verdadeiro da correlação (h) e o seu erro médio estatístico), como expresso pela Equação 3.8.

$$R' = \frac{h}{\sigma_h \times \sqrt{2}} \quad (3.8)$$

Para obter a medida da velocidade radial heliocêntrica é necessário fazer correções para o referencial adotado como padrão. Nesse caso muda-se o referencial do observador para o referencial heliocêntrico. A primeira correção realizada serve para calcular as velocidades de rotação e translação da Terra na linha de visada do observador-galáxia e considerá-las para a mudança de referencial observador-Sol. Para tanto calcula-se a correção heliocêntrica de velocidade (referente ao centro de massa do Sol) e, se formos mais rigorosos, a correção baricêntrica de velocidade (referente ao centro de massa do Sistema Solar). A correção devido à rotação da Terra não é significativa quando comparada com a correção devido à translação de Terra, e a correção do referencial heliocêntrico para o baricêntrico é mínima (décimos de km/s). Antes de aplicar o método da correlação é necessário calcular as correções citadas anteriormente para os espectros de cada galáxia como também para os espectros das estrelas de comparação. Essas correções são computadas com a tarefa *bvcorr* presente no pacote RVSAO e leva em consideração a posição do objeto na esfera celeste, a data e horário em que foi feita a observação e a localização do observatório. Após calculadas essas correções, utiliza-se a tarefa *xcsao* que irá executar a correlação cruzada como sugerido em Malacarne (2002).

Para calcular a dispersão de velocidades pode-se em primeira aproximação considerar a Equação 3.9. Porém um método mais refinado pode ser aplicado.

$$2,352 \times \sigma_v \approx \sqrt{FWHM_{CC}^2 - FWHM_{AC}^2} \quad (3.9)$$

, onde

$$\sigma_v(\text{pix}) = \frac{\lambda_c \sigma_v(\text{km/s})}{cD} \quad (3.10)$$

Para cada região da galáxia correspondente a um espectro de abertura tem-se um dado valor de dispersão das velocidades na linha de visada. Aplicando a correlação cruzada entre o espectro de abertura da galáxia com o da estrela de referência

obtém-se uma largura para o pico da função de correlação cruzada. É através dessa largura que calcula-se a dispersão de velocidades (ROSA et al., 2001). Para obter o valor de σ_v , é necessário criar uma função que transforme FWHM do pico da FCC em dispersão de velocidades. Para obter essa função atribui-se diferentes alargamentos do tipo Gaussiano para os espectros das estrelas de referência, em seguida correlações cruzadas são feitas entre o espectro não-alargado de cada uma das estrelas selecionadas com seus respectivos espectros alargados.

Para alargar os espectros utilizamos a tarefa *gauss* do IRAF, atribuindo os seguintes valores de dispersões de velocidades: 50, 100, 150, 200, 250, 300, 350, 400, 450 e 500 km/s. Por meio da Equação 3.10 calculou-se a dispersão correspondente em pixel.

Tabela 3.3 - σ_v e $\sigma(pixel)$ calculados.

σ_v (km/s)	$\sigma(pixel_{vermelho})$	$\sigma(pixel_{azul})$
50	0,445	0,408
100	0,891	0,816
150	1,337	1,225
200	1,783	1,633
250	2,229	2,041
300	2,677	2,45
350	3,120	2,858
400	3,566	3,266
450	4,0125	3,675
500	4,4583	4,083

Na prática, utilizamos os valores de FWHM do pico da função de correlação cruzada para construir uma função que possa converter as medidas de $FWHM_{CC}$ em valores de dispersão de velocidades na linha de visada. Utilizando as medidas de FWHM obtidas na correlação cruzada. Medimos, para a região do azul, uma resolução instrumental de $3,02\text{\AA}$ (261 km/s), tal que $\sigma_{vinstru} = 78\text{km/s}$.

Tabela 3.4 - Resultados das correlações cruzadas entre os espectros estelares com seus respectivos espectros alargados.

Estrela	Espec alargado	$FWHM_{regiãoazul}$	$FWHM_{regiãoovermelho}$
HR7148	HR7148vg50	268,5	
	HR7148vg100	285,4	
	HR7148vg150	310,1	
	HR7148vg200	344	
	HR7148vg250	384,8	
	HR7148vg300	432	
	HR7148vg350	479,6	
	HR7148vg400	527,9	
	HR7148vg450	577	
	HR7148vg500	624	
HR7149	HR7149vg50	260,2	246,1
	HR7149vg100	277,5	262,3
	HR7149vg150	305,2	285,5
	HR7149vg200	338,2	315,8
	HR7149vg250	380,5	351,2
	HR7149vg300	429,4	390
	HR7149vg350	478,3	430,9
	HR7149vg400	527,5	473,1
	HR7149vg450	577,1	515,5
	HR7149vg500	625,3	557,4
HR8841	HR8841vg50	263,3	239,4
	HR8841vg100	280,1	254,8
	HR8841vg150	306,7	276,8
	HR8841vg200	338,3	306,3
	HR8841vg250	378,8	340,7
	HR8841vg300	425	379,1
	HR8841vg350	472,1	419,6
	HR8841vg400	521,5	461,4
	HR8841vg450	570,6	503,4
	HR8841vg500	618,5	544

Usamos o programa Qtiplot para ajustar uma função polinomial que melhor representasse a dependência entre σ_v e $FWHM_{CC}$. O melhor ajuste para esse conjunto de pontos foi um polinômio de terceira ordem. Utilizando esse polinômio foi possível calcular as dispersões de velocidades estelares na linha de visada para cada um dos espectros de abertura. As funções que convertem $FWHM_{CC}$ em σ_v podem ser visualizadas nas Figuras 3.10 e 3.11

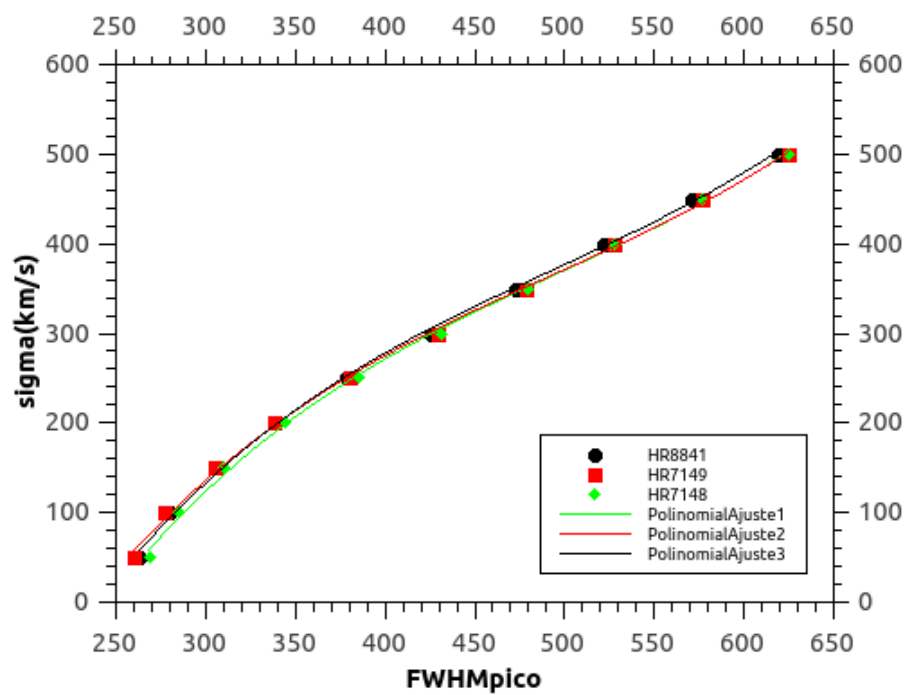


Figura 3.10 - Dispersão de velocidades em função da $FWHM_{pico-CC}$. Os polinômios de transformação mostrados na figura foram utilizados na obtenção das medidas de dispersões de velocidades para a região azul, de acordo com a estrela de referência para cada galáxia.

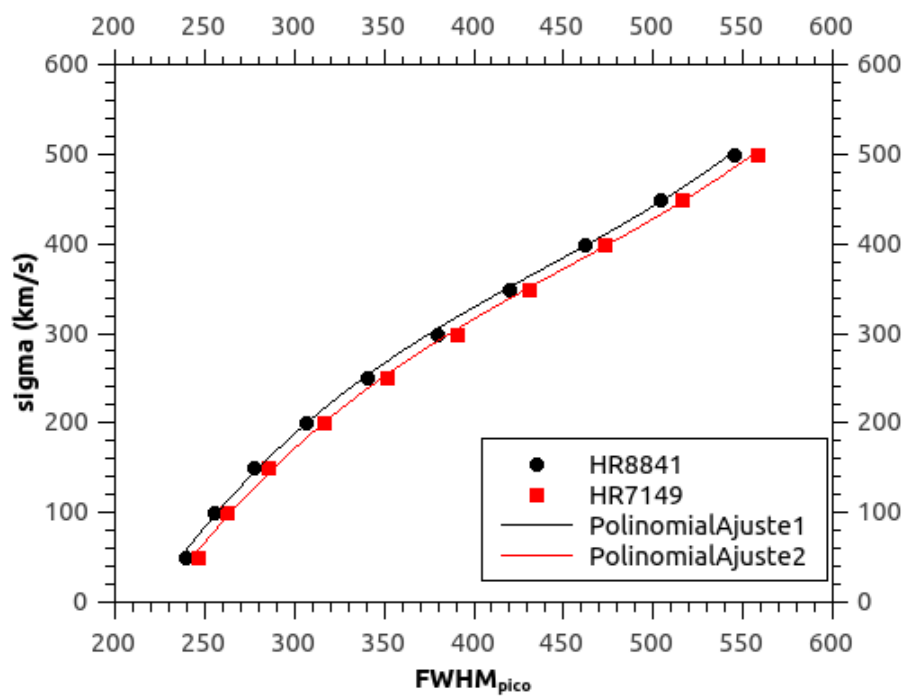


Figura 3.11 - Dispersão de velocidades em função da $FWHM_{pico-CC}$. Os polinômios de transformação mostrados foram utilizados na medida das dispersões de velocidades para a região vermelha, de acordo com a melhor estrela de referência para cada galáxia.

3.3.2 Dispersão nuclear de velocidades estelares.

Quando extraímos o espectro para uma abertura nuclear para galáxias de tamanhos diferentes que estão cada uma delas a distâncias específicas, o fluxo coletado provém de diferentes regiões do objeto. Dessa forma, as medidas de σ_v obtidas a partir desses espectros nucleares não poderão ser comparadas entre si pois estarão representando aberturas lineares diferentes em kpc.

Segundo Malacarne (2002) para deixar as medidas de dispersão de velocidades independentes da distância devemos normalizá-las para uma distância conhecida. Essa normalização chama-se "correção do efeito de abertura". Para aplicar essa correção de acordo com Jorgensen et al. (1995), calculamos σ_v para uma abertura circular de com raio de $0,595 h^{-1}$ kpc que para o aglomerado de Coma corresponde a 1,7 arcsec. Essa correção é aplicada somente ao espectro de abertura número 1 de cada objeto.

Como é sugerido por Jorgensen et al. (1995), devemos igualar uma abertura retangular a uma circular, tal que seu raio é dado por $r \approx 1,025\sqrt{(xy)}/\pi$, sendo x e y a largura e o comprimento da abertura retangular, respectivamente. Para ficar mais claro, x é a largura angular da fenda que é da ordem de $FWHM_{seeing}$ e y é a extensão da abertura central de extração espectral (de número 1), que também é determinada pelo $FWHM_{seeing}$ (vide Seção 2.3.1). A constante 1,025 representa uma correção geométrica devido ao fato de ambas áreas angulares estarem em uma superfície esférica (esfera celeste) e não em um plano euclidiano (MALACARNE, 2002).

Normalizamos as medidas de σ_v , referentes aos espectros de abertura número 1 de cada objeto, para que sejam associadas a uma abertura circular com diâmetro igual $1.19 h^{-1}$. Segundo Malacarne (2002) o diâmetro desta abertura circular é equivalente a um diâmetro projetado em coma com medida igual a 3.4 arcsec. De maneira empírica Jorgensen et al. (1995) obtiveram a equação de normalização, representada pela Equação 3.11.

$$\log\left(\frac{\sigma_v(ab)}{\sigma_v(norm)}\right) = \nabla_v \cdot \log\left(\frac{r(ab)}{r(norm)}\right) \quad (3.11)$$

onde $\sigma_v(ab)$ é a dispersão de velocidades central e $\sigma_v(norm)$ é a dispersão de velocidades normalizada para a distância de Coma e ∇_v é o gradiente logarítmico de σ_v ($\nabla_{\sigma_v} = \delta\left(\frac{\log \sigma_v}{\log r}\right)$) (MALACARNE, 2002). Onde, $\frac{r_{gal}}{r_{norm}} = \frac{r_{ab} \cdot d_{gal}}{r_c d_c}$, onde r_{ab} = raio angular da abertura circular projetada no céu, $r_c = 1.7''$, d_c é a distância de Coma,

d_{gal} é a distância paraa galáxia observada (ambas as distâncias na mesma unidade), $r_{norm} = 0,595h^{-1}$ kpc e r_{gal} nessa mesma unidade é o raio linear da abertura central hipotética da galáxia a ser calculado (na prática precisamos simplesmente da razão $\frac{r_{gal}}{r_{norm}}$ conforme mostrado na Equação 3.11). Isolando o termo $\sigma_v(norm)$ na Equação 3.11, temos o seguinte resultado dado pela Equação 3.12.

$$\sigma_v(norm) = \sigma_v(ab) \cdot \left(\frac{r(norm)}{r(ab)} \right)^{\nabla\sigma_v} \quad (3.12)$$

A partir das medidas das dispersões de velocidades é possível inferir, para galáxias elípticas como estas se comportam cinematicamente. Algumas galáxias elípticas podem apresentar propriedades cinemáticas diferentes para as regiões nucleares e regiões externas do objeto. Dessa forma, a rotação dessas galáxias pode apresentar direções e sentidos diferentes quando comparamos o núcleo com as regiões mais externas. Galáxias elípticas podem apresentar dinâmicas internas variadas. Algumas das possíveis dinâmicas são apresentadas a seguir [Malacarne \(2002\)](#).

- O núcleo pode girar em um sentido contrário ao das regiões externas ao núcleo e esses movimentos não dependem da forma como σ_v varia radialmente.
- O núcleo da galáxia pode não apresentar rotação enquanto que as regiões mais externas apresentam esse movimento. E a dispersão nuclear de velocidades pode apresentar valor elevado quando comparado com os das regiões mais externas.
- O objeto pode não possuir momento angular mas a sua dispersão de velocidades na linha de visada pode elevar-se na direção do núcleo.
- A galáxia apresenta velocidades de rotação semelhantes para a todas as regiões sem apresentar dependência direta com a distribuição radial de σ_v .
- Galáxias podem apresentar movimento de rotação somente na região do núcleo.

Segundo [Malacarne \(2002\)](#) os comportamentos citados nos dois primeiros itens são conhecidos como *núcleo desacoplado cinematicamente* (NDC). Segundo [McDermid et al. \(2006\)](#) galáxias com comportamentos do tipo NDC são relativamente comuns e podem ocorrer em 30 % das galáxias elípticas.

Essa diferença entre as cinemáticas do núcleo e das regiões externas ainda não apresenta uma explicação concreta. Uma das hipóteses é de que NDC ocorre devido a um evento de *minor merger* (MALACARNE, 2002). Já uma outra hipótese propõe que este tipo de núcleo é resultado da formação de estrelas originadas a partir do gás que se movimentou em direção a região central, de forma aproximada seria um cenário semelhante aos modelos de *cold flows* e colapso dissipativo citados na Seção 1.

Devido às galáxias elípticas apresentarem as mais variadas configurações cinemáticas, estas podem apresentar diferentes formas (excentricidades) que irão depender de como se comporta a dinâmica interna desses objetos. Se as estrelas dentro de uma galáxia elíptica apresentam distribuição de velocidades aleatórias, podemos inferir que se trata de um sistema esférico ou triaxial. Porém pode ocorrer a existência de um movimento adicional. Se isso ocorrer a galáxia apresenta um eixo de rotação e por conservação do momento angular isso faz com que o objeto se achate. Esse cenário de rotação é semelhante ao que ocorre quando um pizzaiolo rotaciona a massa de uma pizza e está assume a forma achatada com o decorrer do tempo. O grau de achatamento será ditado pela velocidade máxima de rotação ao longo do eixo maior (v_{rot}^{max}) e σ_v^0 (MALACARNE, 2002).

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}^{max}/σ_v^0 e da elipticidade (ε) aparente da galáxia (MALACARNE, 2002). A relação que caracteriza a rotação de galáxias elípticas chama-se parâmetro de anisotropia e é representado pela Equação 3.13

$$\left(\frac{v_{rot}}{\sigma_v}\right)^* \equiv \frac{v_{rot}^{max}/\sigma_v}{(v_{rot}^{max}/\sigma_v^0)_{modelo}} \quad (3.13)$$

onde o denominador da Equação 3.13 é dado por 3.14:

$$\left(\frac{v_{rot}}{\sigma_v^0}\right)_{modelo} = 3,6124\varepsilon^3 - 3,1298\varepsilon^2 + 2,4135\varepsilon + 0,1115. \quad (3.14)$$

A Equação 3.14 é um ajuste obtido por Binney e Marrison (1998) que pode ser aplicado a sistemas oblatos, elipsóides achatados por rotação. De acordo com Binney e Marrison (1998) se $(\frac{v_{rot}}{\sigma_v} \approx 1)^*$ podemos afirmar que a galáxia é achatada devido a rotação. A inclinação do plano equatorial com respeito à linha-de-visada fará com

que nas elípticas $\frac{v_{rot}}{\sigma_v} > 1$ (MALACARNE, 2002). Já $\frac{v_{rot}}{\sigma_v} \leq 0.7$ certamente indicará anisotropias na distribuição de velocidades estelares na galáxia (BENDER, 1988).

Todas as informações citadas anteriormente podem ser obtidas por meio da espectroscopia de fenda longa ao longo do eixo maior e menor de galáxias elípticas. Quando ao longo do eixo menor há velocidade de rotação maior que ao longo do eixo maior, este fenômeno pode ser interpretado como uma evidência de que a galáxia é rotator prolato (MALACARNE, 2002). Situação antagônica a essa caracteriza um sistema oblato no qual os movimentos maiores de rotação medidos ao longo do eixo maior podem indicar uma rotação global do sistema em torno deixo menor ou outra direção.

Para um sistema que seja triaxial, deve ocorrer um desalinhamento acentuado entre o eixo de rotação e o eixo fotométrico menor devido a duas razões: o eixo de rotação não coincide com nenhum dos três eixos projetados da galáxia; o eixo de rotação de um sistema triaxial pode ser posicionado em qualquer direção arbitrária no plano do céu (MALACARNE, 2002).

Obtendo medidas das dispersões de velocidades ao longo do eixo fotométrico maior e menor de uma galáxia elíptica, é possível medir o ângulo entre o eixo menor e o eixo de rotação projetado em uma dada direção o céu (MALACARNE, 2002). O ângulo ψ é chamado de *desalinhamento cinemático projetado* e pode ser medido por meio da Equação 3.15.

$$\psi = \tan^{-1} \left(\frac{v_{me}}{v_{ma}} \right) \quad (3.15)$$

onde v_{me} e v_{ma} são as máximas velocidades de rotação medidas ao longo eixo menor e maior respectivamente. Se $\psi \approx 0$ significa que estamos diante de um sistema que apresenta uma simetria cinemática axial. De acordo com Malacarne (2002) a maior parcela das galáxias elípticas apresenta $\psi > 0$ sugerindo que esses sistemas são triaxiais.

As medidas de cinemática estelar e dinâmica global obtidas para as galáxias elípticas presentes na amostra deste trabalho são apresentadas na Seção 4.4.

3.3.3 Incertezas na Correlação Cruzada

As incertezas nas medidas das dispersões de velocidades (σ_v) foram obtidas em função do S/N dos espectros de abertura extraídos. Utilizamos o conjunto de espectros alargados de uma estrela de comparação de modo a representar um dado intervalo de σ_v (veja Tabela 3.4). Em cada um desses espectros alargados introduzimos diferentes graus de ruído. A estimativa do erro nas medidas de σ_v são obtidas por meio da correlação cruzada do espectro estelar de comparação não alargado com seus respectivos espectros alargados perturbados com diferentes graus de ruído. Os ruídos foram adicionados a estes espectros utilizando a tarefa *mknoise* presente no pacote IRAF. Comparando σ_v imposta segundo um certo alargamento Gaussiano ao espectro estelar contra o σ_v determinado pela CC do mesmo espectro perturbado com o espectro não-alargado da mesma estrela, obtemos o erro relativo de σ_v em função da razão S/N espectral (esta medida no espectro perturbado). Adicionamos 10 graus de ruído do tipo Poisson com o objetivo de cobrir o intervalo de S/N dos espectros de abertura para cada uma das galáxias (10 - 200).

Dentre os espectros das estrelas de comparação que foram utilizados na aplicação da técnica de correlação cruzada, escolhemos às *templates* HR7149 e HR8841. Essas duas estrelas de comparação foram as que apresentaram melhores correlações cruzadas com os espectros de abertura das galáxias estudadas neste trabalho, sendo que HR8841 foi escolhida para obter os erros relativos na região azul enquanto que HR7149 para a região vermelha. Utilizando os espectros dessas duas estrelas, fizemos correlações entre seus respectivos espectros alargados e com diferentes graus de ruído com seus respectivos espectros não alargados, como pode ser visto nas Tabelas 3.5 e 3.6. Nas Tabelas 3.5 e 3.6 são apresentados, para a região azul, os erros relativos de σ_v em função do S/N e do σ_v utilizando o espectro da estrela HR8841. Para a região vermelha foi aplicado o mesmo procedimento utilizando a estrela HR7149.

Tabela 3.5 - Resultados das CC's dos espectros alargados de HR8841 com até 4 graus de ruído diferentes.

Grau de ruído	σ_v (km/s)	FWHM(Å)	$\sigma_{v\text{calculado}}$ (km/s)	Erro relativo(km/s)	S/N
1	50	262	55	-0.10	150
	100	279	93.49	0.065	150
	150	302	137	0.081	150
	200	334	191	0.04	150
	250	390	266	0.06	150
	300	411	291	0.029	150
	350	478	356	0.019	150
2	50	261	55	-0.10	100
	100	279	93.49	0.065	100
	150	302	137	0.081	100
	200	334	191	0.04	100
	250	390	390	0.08	100
	300	411	291	0.029	100
	350	478	357	0.020	100
3	50	261	54	-0.1	80
	100	279	94	0.06	80
	150	302	137	0.08	80
	200	334	191	0.04	80
	250	390	266	0.06	80
	300	411	291	0.03	80
	350	478	356	0.01	80
4	50	262	54	-0.01	65
	100	280	94	0.06	65
	150	302	137	0.08	65
	200	334	191	0.04	65
	250	390	266	0.06	65
	300	411	291	0.03	65
	350	478	357	0.02	65

Tabela 3.6 - Resultados das CC's dos espectros alargados de HR8841 com até 8 graus de ruído diferentes.

Grau de ruído	σ_v (km/s)	FWHM(Å)	$\sigma_{v\text{calculado}}$ (km/s)	Erro relativo(km/s)	S/N
5	50	261	55	-0.010	40
	100	280	93.49	0.065	40
	150	303	137	0.082	40
	200	334	191	0.04	40
	250	390	266	0.06	40
	300	411	290	0.03	40
	350	478	357	0.02	40
6	50	260	51	-0.030	35
	100	279	92	0.075	35
	150	300	132	0.11	35
	200	329	183	0.08	35
	250	398	276	0.1	35
	300	397	275	0.083	35
	350	480	360	0.026	35
7	50	260	51	-0.03	25
	100	279	92	0.07	25
	150	299	132	0.118	25
	200	329	183	0.084	25
	250	398	276	0.104	25
	300	397	274	0.083	25
	350	480	359	0.026	25
8	50	257	45	-0.08	22
	100	278	90	0.1	22
	150	293	121	0.2	22
	200	319	167	0.16	22
	250	415	294	0.01	22
	300	372	245	0.18	22
	350	485	363	0.03	22

A dispersão de velocidades obtida na correlação cruzada da estrela HR8841 com seus respectivos espectros alargados foi calculada usando a função que converte FWHM em σ_v apresentada na Figura 3.10.

As Figuras 3.12 e 3.13 apresentam os gráficos utilizados para estimar o erro na medida de σ_v para cada espectro galáctico observado nas regiões azul e vermelha, respectivamente. Utilizamos um único intervalo de σ_v : de 150 a 350 km/s, tal que dispersões de velocidades determinadas em outros intervalos de valores não apresentam erros relativos significantivos. Para estas admitimos, erros relativos menores que 2% para espectros centrados na região azul e menores que 9% para espectros

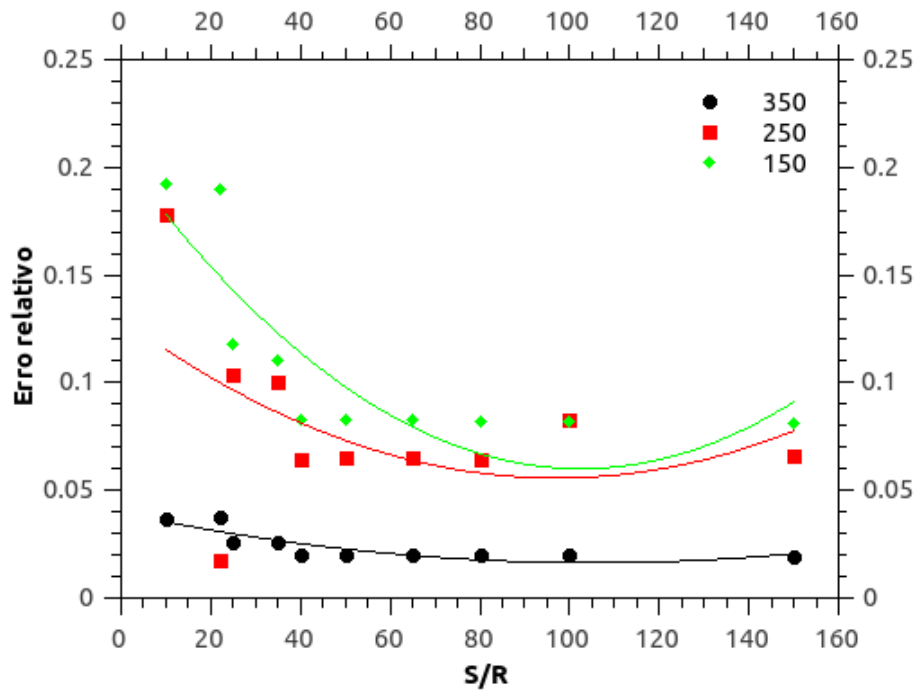


Figura 3.12 - Erro relativo σ_v em função do S/N (ou S/R como mostrado no gráfico) para a região azul (onde medimos S/N no intervalo de 4504-4510 Å).

centrados na região vermelha, sem dependência com a razão S/N.

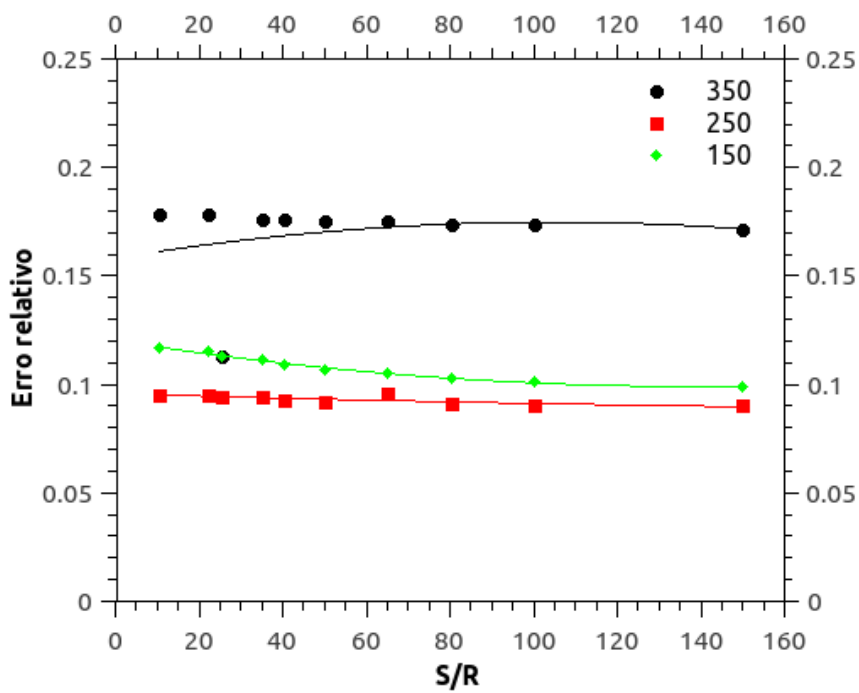


Figura 3.13 - Erro relativo σ_v em função do S/N (ou S/R como mostrado no gráfico) para a região vermelha (onde medimos S/N no intervalo de 5733-5742 Å).

4 RESULTADOS

Os resultados apresentados nas Seções 4.1, 4.2 e 4.3 são provenientes da aplicação de síntese de populações estelares utilizando o código STARLIGHT, com base unicamente nos espectros coletados focando a região azul, tal que os espectros de NGC5854 (região vermelha) foram descartados da análise, pois estes apresentaram grande imprecisão na calibração em fluxo para todas as aberturas extraídas. Obtivemos medidas de idade, metalicidade e $[\alpha/Fe]$ para as galáxias NGC128, NGC6851 e NGC5796, permitindo ter um cenário geral acerca da formação estelar nestes sistemas. Para os objetos observados na noite do dia 26 de julho de 2000 (ver Seção 2.1) não foi possível aplicar esta técnica de maneira satisfatória, pois a calibração em fluxo dos espectros centrados na região vermelha não foi confiável, apresentando um rms de 0,04 mag para os comprimentos de onda maiores.

O primeiro resultado direto que se obtém aplicando a síntese de populações estelares é uma tentativa de reprodução do espectro observado com resíduos em unidades de fluxo normalizado como função do comprimento de onda (ponto a ponto) a partir da combinação dos diferentes espectros de populações estelares disponíveis em cada grade de modelos de SSPs. As Figuras 4.1, 4.2 e 4.3 apresentam os melhores ajustes utilizando o STARLIGHT para as aberturas centrais de cada uma daquelas 3 galáxias da amostra aplicando aquelas 3 grades de modelos de populações estelares simples. Analisando os ajustes obtidos por cada modelo, notamos que o espectro sintético obtido é satisfatoriamente compatível com o espectro observado, com exceção do intervalo entre 3900 Å e 4250 Å que apresentam resíduos percentuais entre -20% e +30 % (como pode ser visto nas Figuras 4.4, 4.5 e 4.6). Contudo, de 4250 a 5950 Å os resíduos percentuais variam majoritariamente entre -5% e +5%, com exceção da região da banda G do CH em 4300 Å (intrínseca dos espectros das galáxias). Por curiosidade, os resíduos acentuados no espectro de NGC128 em 4300 Å, 5007 Å e 5380 Å são devidos respectivamente à extração das linhas do céu em 4358 Å (Hg I, iluminação urbana da época), 5077 Å (O I) e 5460 Å (Hg I), que foram deslocadas de seus comprimentos de onda originais para comprimentos de ondas menores na etapa de calibração para lambda de repouso. Esses resíduos também são percebidos nos espectros das outras galáxias, só que em comprimentos de ondas maiores porque estas galáxias apresentam velocidades de recessão menores que NGC128. No entanto para NGC128, a emissão do [O III] em 5007 Å e de outras linhas não pode ser descartada visto que outros trabalhos já mediram o fluxo nessa linha e outras, veja [Annibali et al. \(2010\)](#). Devido ao fato do código STARLIGHT não conseguir ajustar linhas de emissão, linhas telúricas e outras regiões tiveram seus intervalos em

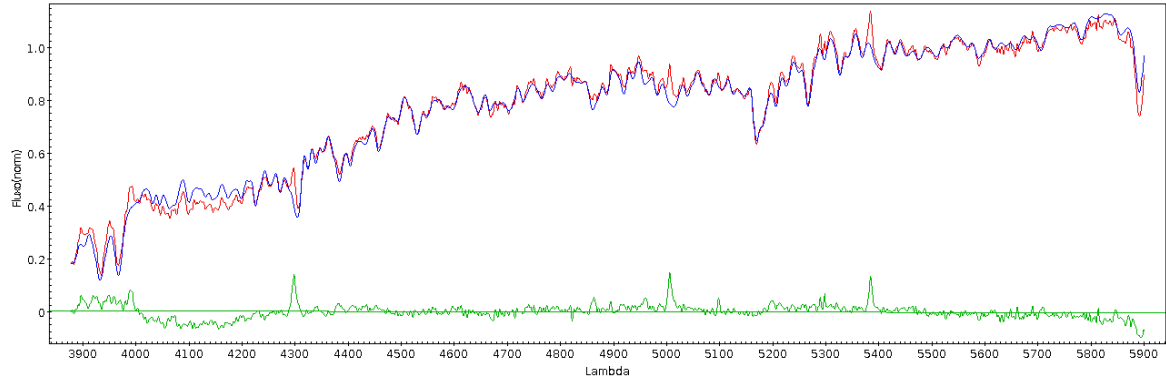
comprimentos de onda adicionados ao arquivo de máscara do código (veja Subseção 3.2.1). Os intervalos de máscara espectral adotados foram (em comprimento de onda de repouso): 3710-3744 Å ¹, 3858-3880 Å ², 3960-3980 Å ³, 4330-4350 Å ⁴, 4848-4874 Å ⁵, 4940-5028 Å ⁶, 5866-5916 Å ⁷, 6280-6320 Å ⁸, 6528-6608 Å ⁹, 6696-6752 Å ¹⁰, 3912-3952 Å ¹¹, 4278-4318 Å ¹². Deriva-se também os percentuais de cada SSP da base usada na combinação linear da síntese de populações (os percentuais podem ser ponderados por luminosidade ou por massa). Assim é possível a partir das frações de SSPs obter uma estimativa do histórico de formação estelar, distribuição de metalicidades e enriquecimento químico para cada uma das regiões analisadas de cada galáxia. Na Tabela 4.1 é possível verificar as medidas que descrevem o quão bom foi os ajustes obtidos. Notamos que a galáxia NGC5854 apresentou elevados desvios percentuais ao longo de todo o espectro ajustado (da ordem de 10%).

Tabela 4.1 - Resumo dos ajustes obtidos com o STARLIGHT para os espectros de abertura centrais..

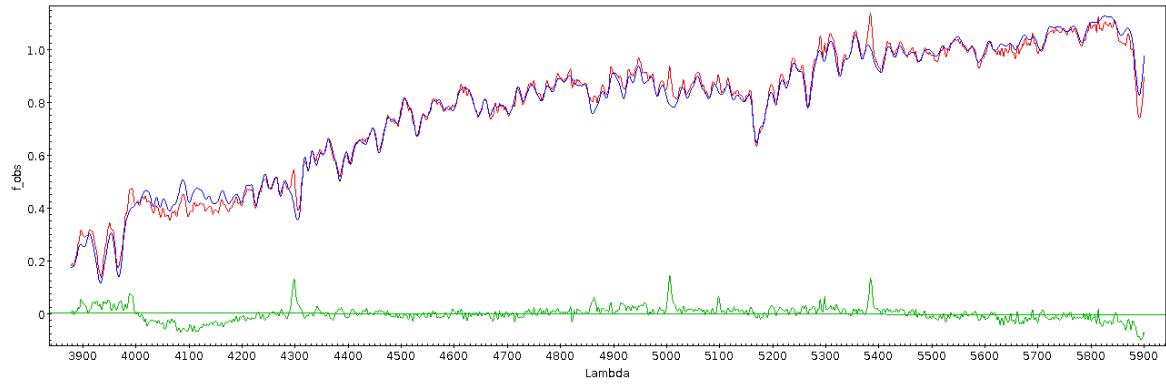
Galáxia	Medidas	BC03	VZ15	Galáxia	Medidas	BC03	VZ15
NGC128	Massa(M_{\odot})	3×10^{11}	$2,8 \times 10^{12}$	NGC5796	Massa(M_{\odot})	8×10^{11}	$2,5 \times 10^{12}$
	A_V (mag)	0,23	0,5		A_V (mag)	0,21	0,46
	$\chi_r^2(\frac{\chi^2}{N_{\lambda}})$	0,86	0,75		$\chi_r^2(\frac{\chi^2}{N_{\lambda}})$	0,9	0,8
	adev (%)	2,42	2,27		adev (%)	3	2,7
	σ_V (km/s)	245	257		σ_V (km/s)	333	337
Galáxia	Medidas	BC03	VZ15	Galáxia	Medidas	BC03	VZ15
NGC5854	Massa(M_{\odot})	4×10^{13}	2×10^{14}	NGC5796	Massa(M_{\odot})	$2,7 \times 10^{12}$	$2,4 \times 10^{12}$
	A_V (mag)	0,7	0,85		A_V (mag)	0,2	0,4
	$\chi_r^2(\frac{\chi^2}{N_{\lambda}})$	7,8	9		$\chi_r^2(\frac{\chi^2}{N_{\lambda}})$	0,7	0,7
	adev (%)	10	12		adev (%)	3,1	3
	σ_V (km/s)	128	112		σ_V (km/s)	235	248

1234

¹[OII]
²[NeII]
³H ϵ
⁴H γ
⁵H β
⁶[OIII]
⁷HeI e NaD
⁸[OI]
⁹H α e [NII]
¹⁰[SII]
¹¹CaII k
¹²banda G

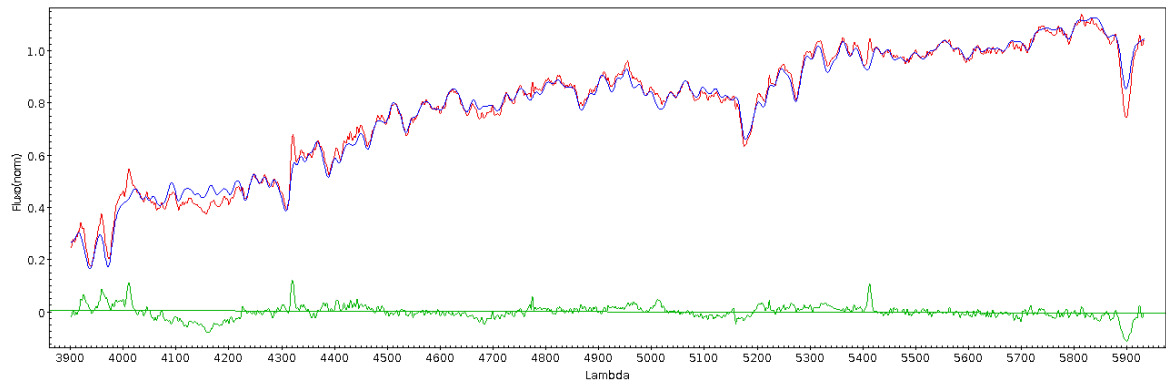


(a) Ajuste utilizando os modelo BC03.

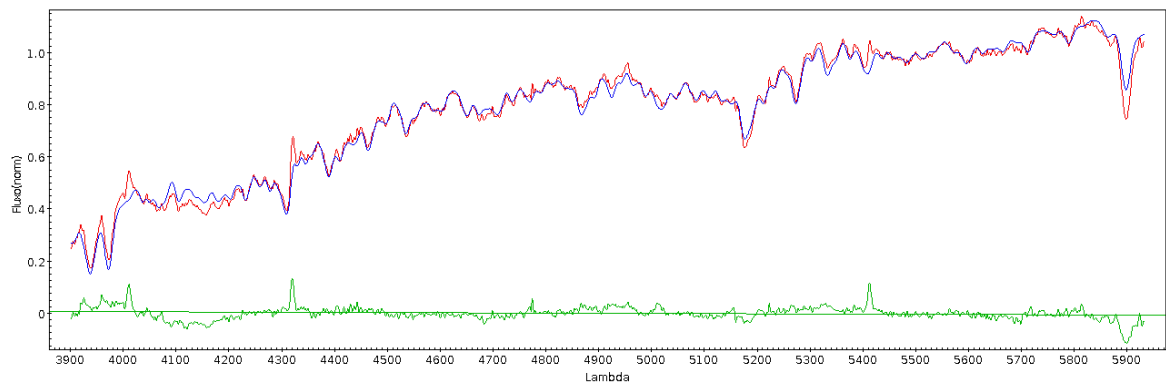


(b) Ajuste utilizando os modelo VZ15.

Figura 4.1 - Melhores ajustes de síntese de populações para a abertura central da galáxia NGC128. Nas figuras acima são representados os melhores ajustes segundo cada grade de modelos de SSPs com uso do STARLIGHT. O eixo x representa o intervalo de λ e o eixo y representa o fluxo normalizado pelo fluxo no comprimento de onda 5500 Å. As linhas vermelhas representam os espectros observados (O_λ), linhas azuis representam os espectros sintéticos (M_λ) ajustados a partir da síntese e linhas verdes representam o resíduo ($O_\lambda - M_\lambda$) para cada ajuste.

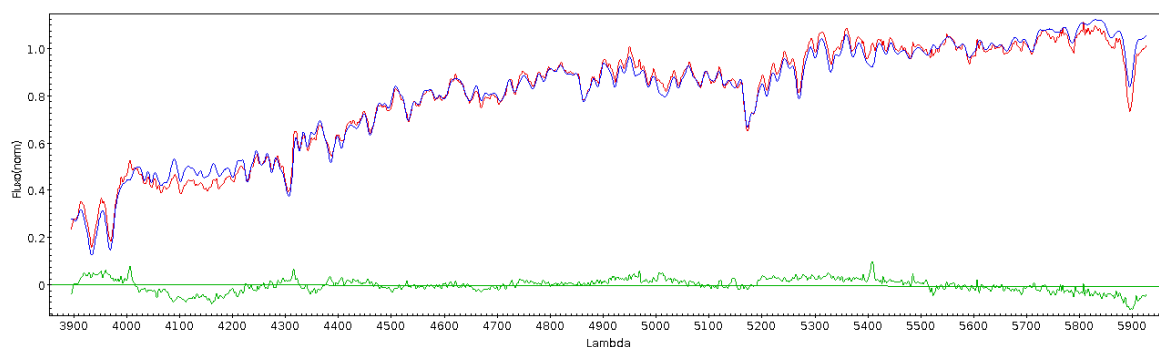


(a) Ajuste utilizando os modelo BC03.

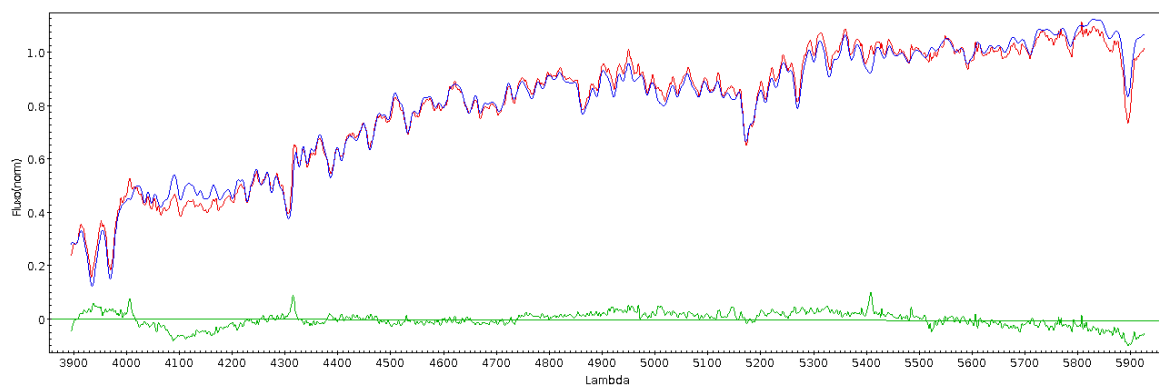


(b) Ajuste utilizando os modelo VZ15.

Figura 4.2 - Melhores ajustes de síntese de populações para a abertura central da galáxia NGC5796. Nas figuras acima são representados os melhores ajustes segundo cada grade de modelos de SSPs com uso do STARLIGHT. O eixo x representa o intervalo de λ e o eixo y representa o fluxo normalizado pelo fluxo no comprimento de onda 5500 Å. As linhas vermelhas representam os espectros observados (O_λ), linhas azuis representam os espectros sintéticos (M_λ) ajustados a partir da síntese e linhas verdes representam o resíduo ($O_\lambda - M_\lambda$) para cada ajuste.

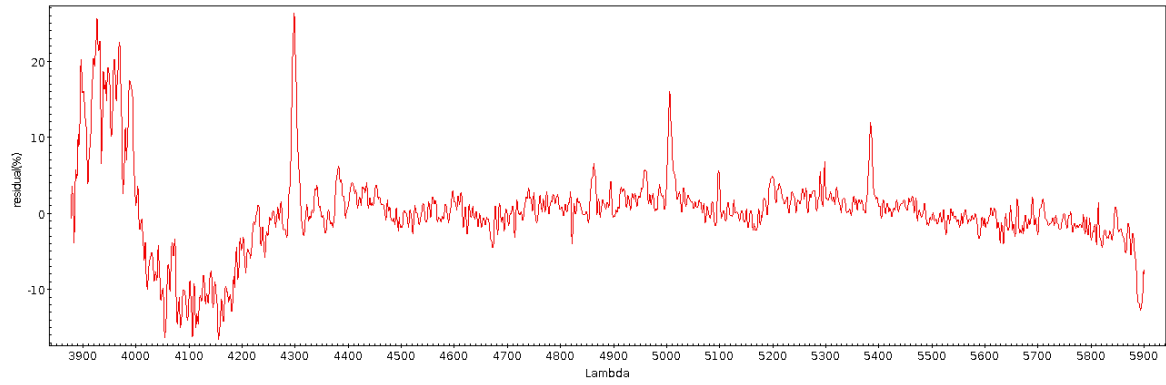


(a) Ajuste utilizando os modelo BC03.

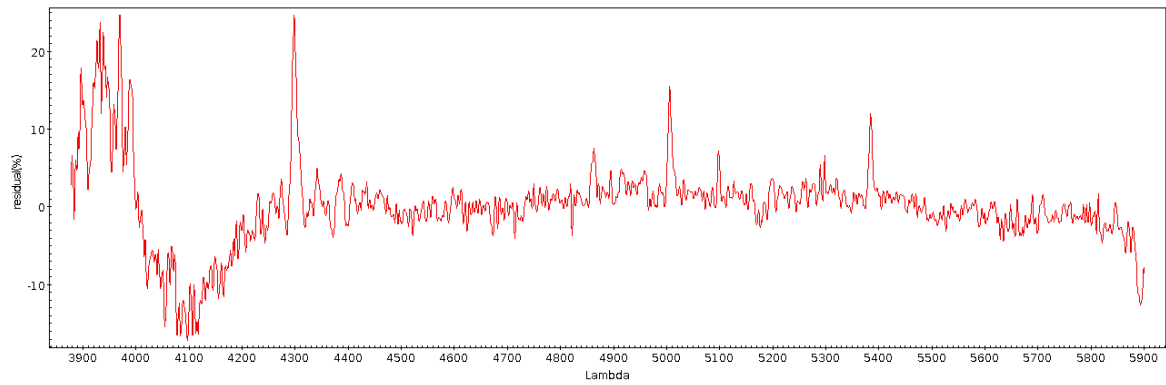


(b) Ajuste utilizando os modelo VZ15.

Figura 4.3 - Melhores ajustes de síntese de populações para a abertura central da galáxia NGC6851. Nas figuras acima são representados os melhores ajustes segundo cada grade de modelos de SSPs com uso do STARLIGHT. O eixo x representa o intervalo de λ e o eixo y representa o fluxo normalizado pelo fluxo no comprimento de onda 5500 Å. As linhas vermelhas representam os espectros observados (O_λ), linhas azuis representam os espectros sintéticos (M_λ) ajustados a partir da síntese e linhas verdes representam o resíduo ($O_\lambda - M_\lambda$) para cada ajuste.

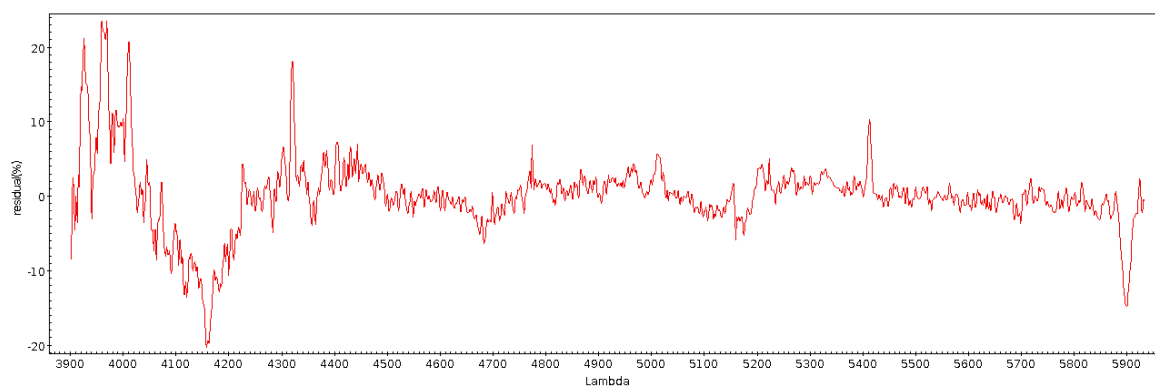


(a) Resíduo percentual em fluxo utilizando os modelo BC03.

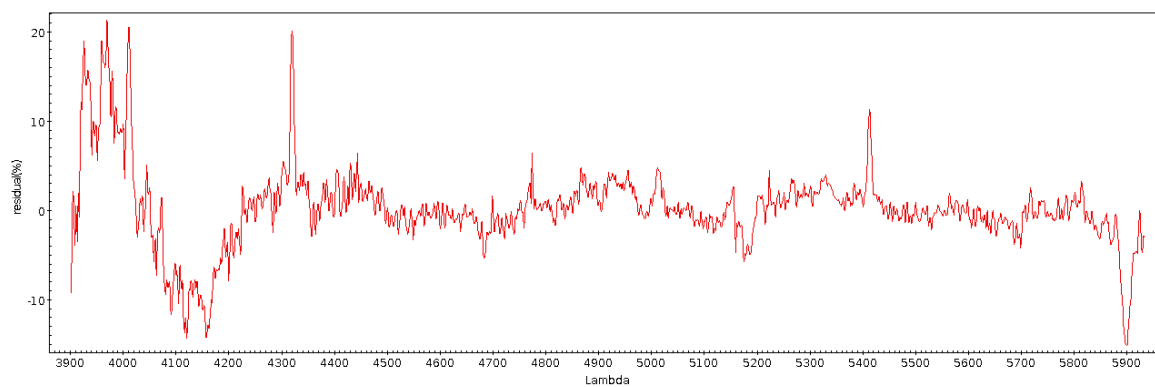


(b) Resíduo percentual em fluxo utilizando os modelo VZ15.

Figura 4.4 - Resíduos percentuais em fluxo para o espectro de abertura central da galáxia NGC128.

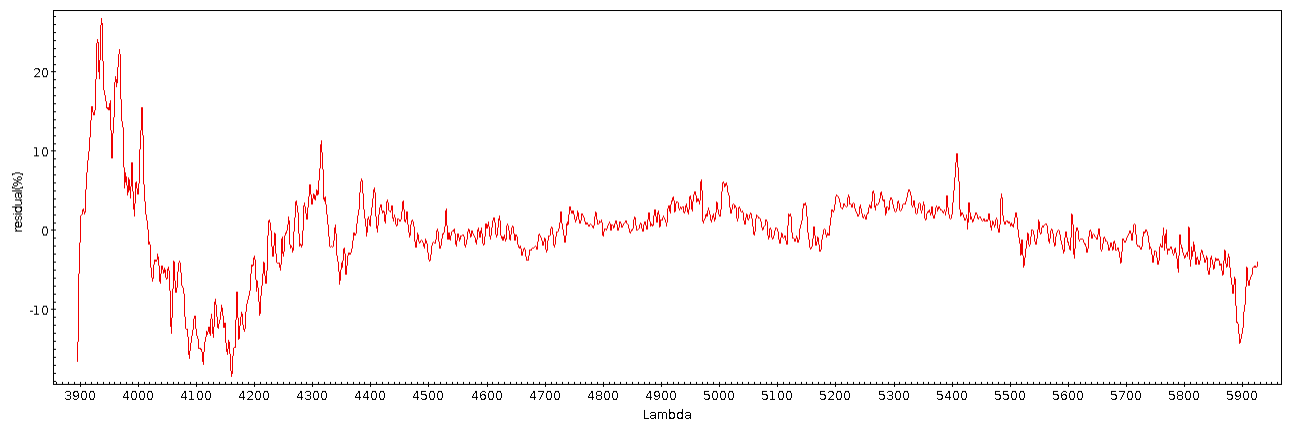


(a) Resíduo percentual em fluxo utilizando os modelo BC03.

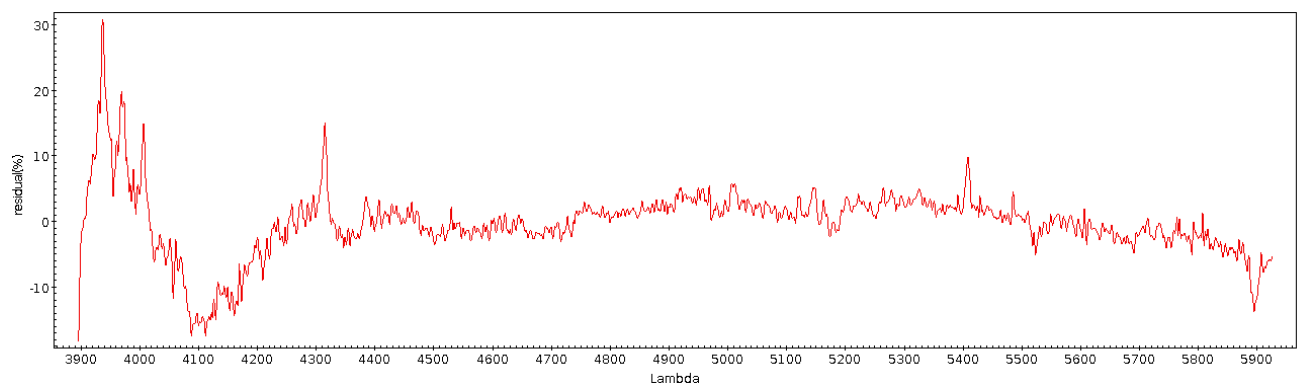


(b) Resíduo percentual em fluxo utilizando os modelo VZ15.

Figura 4.5 - Resíduos percentuais em fluxo para o espectro de abertura central da galáxia NGC5796.



(a) Resíduo percentual em fluxo utilizando os modelo BC03.



(b) Resíduo percentual em fluxo utilizando os modelo VZ15.

Figura 4.6 - Resíduos percentuais em fluxo para o espectro de abertura central da galáxia NGC6851.

4.1 Distribuições e Medidas Médias de Idade e Metalicidade.

Uma das grandes vantagens da síntese espectral de populações estelares é a possibilidade de medir diversas propriedades no objeto de estudo utilizando todo o espectro, não restringindo essas medidas a regiões específicas. O código STARLIGHT permite medir a idade e metalicidade ponderadas por duas grandezas. São elas: massa e luminosidade. Porém, de uma maneira geral devemos escolher com cuidado a grandeza a usar na ponderação das medidas daquelas propriedades. Se escolhermos medidas ponderadas por luminosidade, estaremos dando um peso maior às populações mais brilhantes que compõe uma galáxia. Se estivermos por exemplo obtendo medidas de idade, iríamos obter idades com viés para populações mais jovens. Já as medidas ponderadas por massa permitem uma abrangência maior, pois são consideradas as contribuições de todas as populações presentes, desde as mais jovens até as de idade mais avançada. Como neste trabalho os objetos de estudo são galáxias *early-type*, todas as propriedades consideradas e medidas pelo STARLIGHT são ponderadas por massa. As distribuições de idades para a região nuclear (abertura central) das galáxias NGC128, NGC5796 e NGC6851 são apresentadas nas Figuras 4.7(a), 4.7(b) e 4.7(c), respectivamente. As idades médias obtidas para cada distribuição são dadas diretamente pelo código de síntese, mas "bins" que apresentam frações menores que 10% são descartados e, portanto, novas médias são computadas à parte. Tais médias são apresentadas na Tabela 4.2 com suas respectivas dispersões somadas quadraticamente com erros da síntese obtidos com propagação de erros em fluxo (ver Seção 3.2.2). SSPs com frações menores que 10% são resultantes da degenerescência entre diferentes combinações de SSPs na busca da melhor solução da síntese em si.

Tabela 4.2 - Medidas de idades obtidas para as regiões nucleares de cada uma das galáxias segundo as distribuições de idades derivadas da síntese de populações estelares. As incertezas são aquelas devido ao processo da síntese de populações em si ao considerar os erros em fluxo.

Galáxias	BC03 ($\times 10^9$ anos)	VZ15 ($\times 10^9$ anos)
NGC128	$12,7 \pm 0,1$	$13,1 \pm 0,8$
NGC128me	$13,2 \pm 0,2$	$12,7 \pm 0,1$
NGC5796	$13,5 \pm 0,3$	$13,2 \pm 0,2$
NGC6851	$13,6 \pm 0,2$	$11,5 \pm 0,1$
NGC6851me	$12 \pm 0,4$	$8,6 \pm 0,2$

Notamos que de um aspecto geral os resultados obtidos para as médias de idades nas regiões centrais são coerentes com o esperado para galáxias *early-type*. Predominam-

se populações estelares com idades maiores que 10×10^9 anos. As bases BC03 e VZ15 não proporcionam grandes diferenças entre si para as idades médias derivadas. As idades médias ao longo do perfil radial de cada galáxia são apresentadas na próxima seção.

Outro parâmetro que podemos obter de forma direta aplicando a síntese de populações estelares para cada galáxia analisada em distâncias radiais dentro de $1 R_e$, é a medida de $[Z]$. Obtivemos valores de $[Z]$ ao longo das direções da fenda para cada galáxia analisada. Na Tabela 4.3 são apresentadas as medidas médias de metalicidades obtidas para regiões centrais utilizando as duas grades de modelos de SSPs. Para todas as três galáxias *early-type* em que a síntese de populações estelares foi aplicada encontramos valores de $[Z]$ em torno de 0,2 dex, com exceção da galáxia NGC6851. Para NGC6851 o modelo BC03 propôs medidas de $[Z] = 0,13$ dex (grade BC03) menor que as obtidas para o restante da amostra. As distribuições de metalicidade $[Z]$ para a região nuclear (abertura central) das galáxias NGC128, NGC5796 e NGC6851 fornecidas pelos melhores ajustes de síntese de populações são apresentadas na Figura 4.8.

Tabela 4.3 - Medidas médias de metalicidade $[Z]$ obtidas para as regiões centrais de cada uma das galáxias segundo às distribuições de $[Z]$ derivadas da síntese de populações. As incertezas são aquelas devido ao processo da síntese de populações em si ao considerar os erros em fluxo.

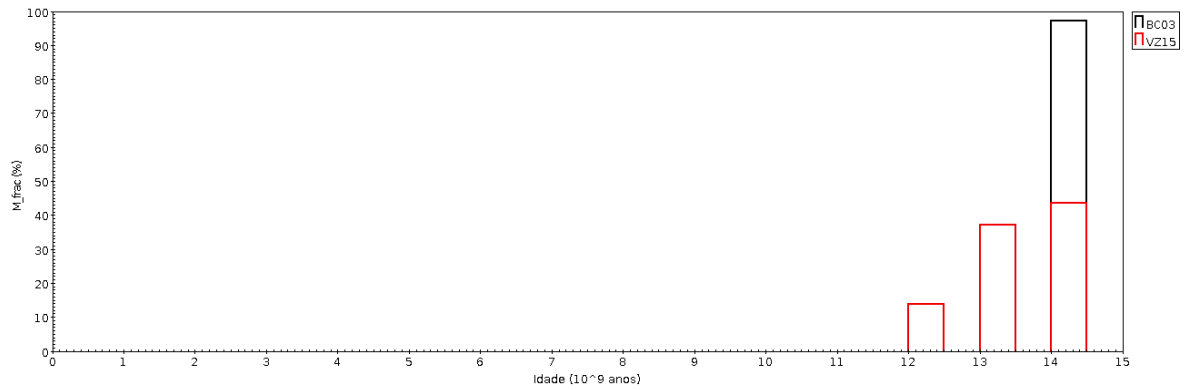
Galáxias	BC03	VZ15
NGC128	$0,23 \pm 0,01$	$0,23 \pm 0,02$
NGC128me	$0,21 \pm 0,01$	$0,23 \pm 0,02$
NGC5796	$0,28 \pm 0,01$	$0,25 \pm 0,03$
NGC6851	$0,1 \pm 0,01$	$0,22 \pm 0,02$
NGC6851me	$0,1 \pm 0,02$	$0,25 \pm 0,03$

Um ponto interessante da aplicação da síntese de populações é a possibilidade de analisar as distribuições de idade e metalicidade das SSPs que são derivadas diretamente a partir do melhor ajuste de síntese (veja as Figuras 4.7 e 4.8). A partir dessas distribuições é possível ter uma ideia do histórico de formação estelar e enriquecimento químico ocorridos no objeto em estudo. Segundo os histogramas apresentados na Figura 4.7 notamos que, para todos os modelos de SSPs utilizados, existe uma predominância de populações estelares velhas (idades $\geq 10 \times 10^9$ anos). Isso nos mostra que a maior parcela das estrelas presentes nestas galáxias foi formada em *redshifts* maiores que 1,5 ($h = 0,7; \Omega_{matéria} = 0,3; \Omega_{\Lambda} = 0,7$). A possível presença

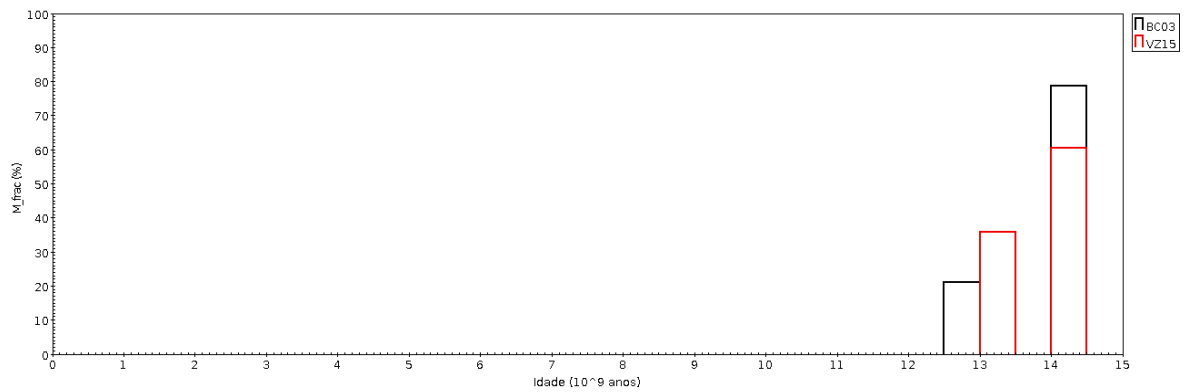
de estrelas de idade intermediária nas regiões centrais da galáxia NGC128 pode nos levar a uma interpretação de que durante os seus processos de formação possa ter ocorrido *mergers* ou acreção de matéria externa ao progenitor principal (maior massa). Porém para a galáxia NGC128, estudos de estrutura e cinemática foram feitos por D’Onofrio et al. (1999) apontam para a presença de uma estrutura central em forma de “*peanut*”. Esse tipo de estrutura segundo Eufrazio et al. (2014) apresenta população estelar relativamente jovem. Os resultados para NGC128 são discutidos em mais detalhes na seção em que são apresentadas as medidas das propriedades para cada uma das galáxias de estudo ao longo de suas direções radiais.

As metalicidades de cada população estelar da melhor solução de síntese de populações podem, de maneira aproximada, fornecer como se deu o processo de enriquecimento químico do objeto. A Figura 4.9 apresenta $[Z]$ em função da idade para cada conjunto de SSPs derivados da síntese de populações. Os gráficos presentes na Figura 4.9 apresentam a metalicidade somente para as populações que possuem frações ou contribuições em massa maiores que 10% (veja os histogramas da Figura 4.7 e 4.9).

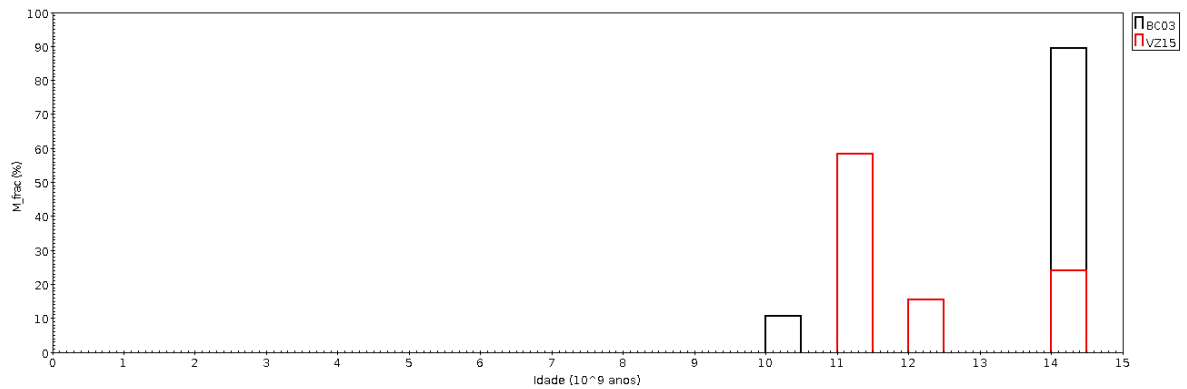
Uma boa forma de ter uma melhor estimativa de como pode ter ocorrido o enriquecimento químico é por meio da medida das propriedades de idade e metalicidade ao longo de toda a galáxia. Na próxima seção apresentamos os resultados obtidos para estes objetos, ao longo das direções da fenda abrangendo regiões até $0,8R_e$ (nos casos de NGC128 e NGC6851).



(a) Histórico de formação estelar para a galáxia NGC128 utilizando os modelos BC03, VZ10 e VZ15.

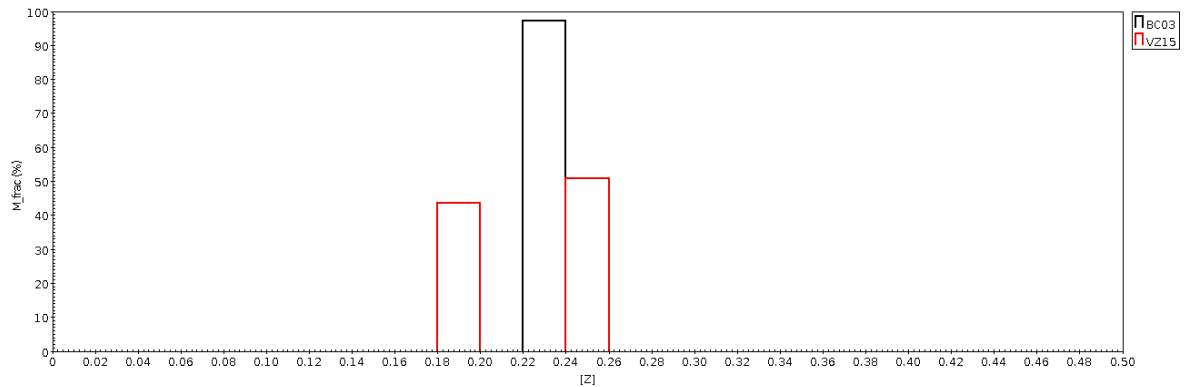


(b) Histórico de formação estelar para a galáxia NGC5796 utilizando os modelos BC03, VZ10 e VZ15.

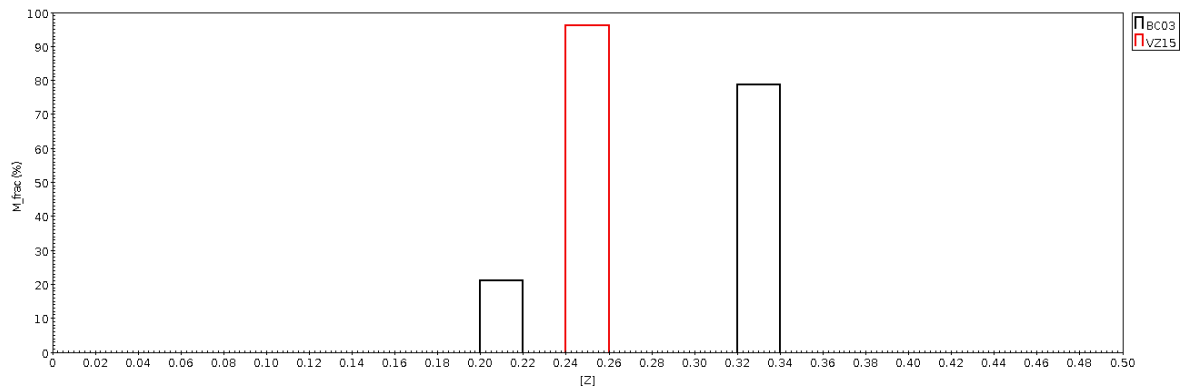


(c) Histórico de formação estelar para a galáxia NGC6851 utilizando os modelos BC03, VZ10 e VZ15.

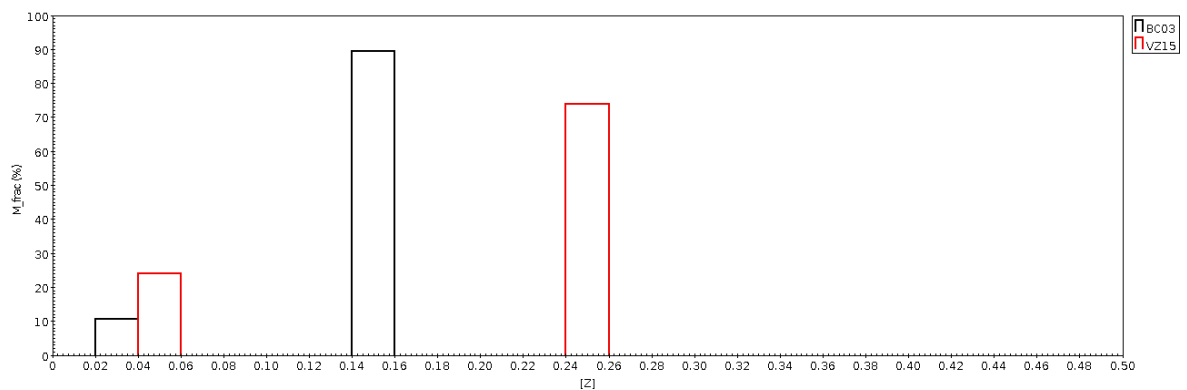
Figura 4.7 - As figuras acima apresentam as distribuições de idade ou histórico de formação estelar obtidos a partir do resultado da síntese de populações estelares (código STARLIGHT) usando as duas grades de SSPs para a abertura central de cada galáxia, ou seja, histogramas de idades para o conjunto de SSPs da melhor solução.



(a) Distribuição de metalicidade para a galáxia NGC128 utilizando os modelos BC03, VZ10 e VZ15.

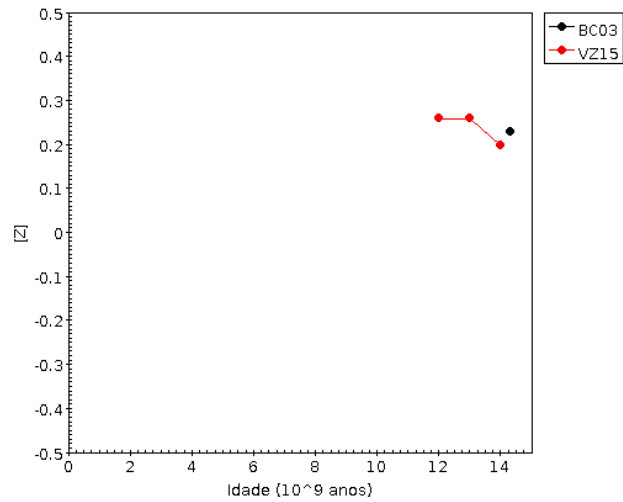


(b) Distribuição de metalicidade para a galáxia NGC5796 utilizando os modelos BC03, VZ10 e VZ15.

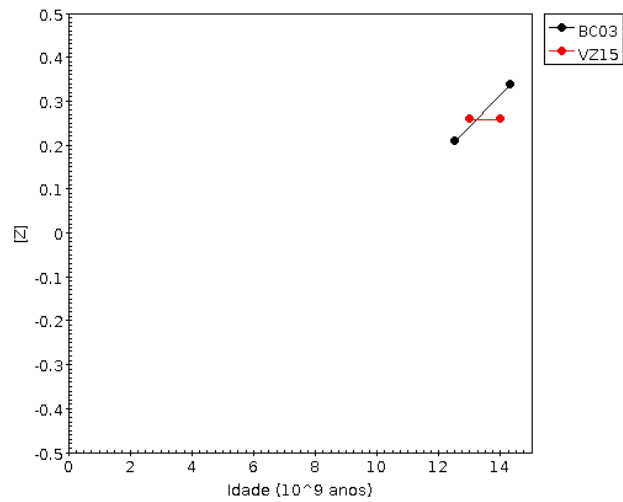


(c) Distribuição de metalicidade para a galáxia NGC6851 utilizando os modelos BC03, VZ10 e VZ15.

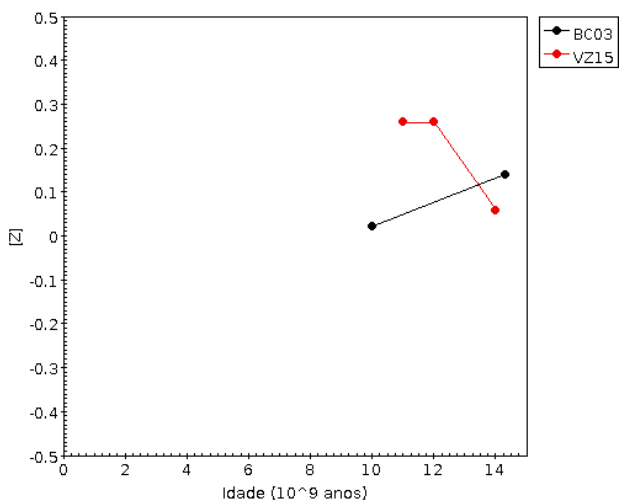
Figura 4.8 - As figuras acima apresentam as distribuições de metalicidades obtidos a partir do resultado da síntese de populações estelares (código STARLIGHT) usando as duas grades de SSPs para a abertura central de cada galáxia, ou seja, histogramas de metalicidades para o conjunto de SSPs da melhor solução.



(a) Enriquecimento químico para a galáxia NGC128 utilizando os modelos BC03 e VZ15.



(b) Enriquecimento químico para a galáxia NGC5796 utilizando os modelos BC03 e VZ15.



(c) Enriquecimento químico para a galáxia NGC6851 utilizando os modelos BC03 e VZ15.

Figura 4.9 - As figuras acima ilustram o enriquecimento químico derivado a partir do resultado da síntese de populações estelares (código STARLIGHT) usando as duas grades de SSPs para a abertura central, ou seja, $[Z]$ em função da idade para o conjunto de SSPs da melhor solução excluindo aquelas que apresentam frações em massa menor que 10%.

4.2 Distribuições Radiais de Idade e Metalicidade.

Na seção anterior apresentamos as distribuições e valores médios de idade e metalicidade obtidas apenas para as regiões centrais. Nesta seção apresentamos como essas propriedades (suas médias basicamente) variam ao longo das direções observadas desses objetos.

Os espectros de abertura obtidos para cada galáxia foram analisados por meio da síntese de populações segundo o código STARLIGHT a fim de obter os valores médios representativos e distribuições de idade e metalicidade para regiões correspondentes em cada galáxia. O objetivo foi verificar como as idades e metalicidades médias variam ao longo das direções observadas e, assim, quantificar seus gradientes radiais numa escala linear de raio normalizado pelo R_e de cada galáxia.

Distribuições radiais de $[\alpha/Fe]$ não foram graficadas nem seus gradientes radiais foram calculados por duas razões: (i) os valores resultantes da síntese para esta razão de abundâncias ainda não são confiáveis e (ii) sua variação é praticamente nula como analisado qualitativamente nas distribuições radiais (seção anterior). A razão $[\alpha/Fe]$ não é tratada como um parâmetro livre a ser derivado pelo código STARLIGHT, como também não é uma dimensão extra na base BC03. Ao rodar o STARLIGHT com a base VZ15, que tem esta razão de abundância como sua terceira dimensão, sua estimativa para melhor solução da síntese é feita a posteriori seguindo um procedimento recomendado por Cid Fernandes e Marina Trevisan (comunicação pessoal), que se baseia em relacionar as medidas de fração por massa e luminosidade das SSPs por meio de uma dependência logarítmica¹³ com os valores de $[\alpha/Fe]$ das componentes da base.

A Figura 4.10 mostra o gráfico onde é apresentada a forma que a idade média, medida a diferentes distâncias em relação ao centro de NGC5796, varia. Segundo as duas bases de modelos de SSPs, a variação radial de idades (médias) parece ser realmente nula. Isso nos leva a supor, dentro da distância radial analisada, que todas as estrelas ali presentes foram formadas praticamente na mesma época por um único processo. Essa tendência persistiu para todas as aberturas além da região central.

A Figura 4.11 apresenta o gráfico que mostra como as medidas de $[Z]$ variaram dentro da distância radial em que observamos a galáxia NGC5796. O que podemos notar da distribuição é um reflexo da distribuição de idades. Como as estrelas (segundo o nosso

¹³ $\log_{10} \left(\frac{\sum_i^{N_*} M_{cor} \times 10^{[\alpha/Fe]}}{\sum_i^{N_*} M_{cor}} \right)$

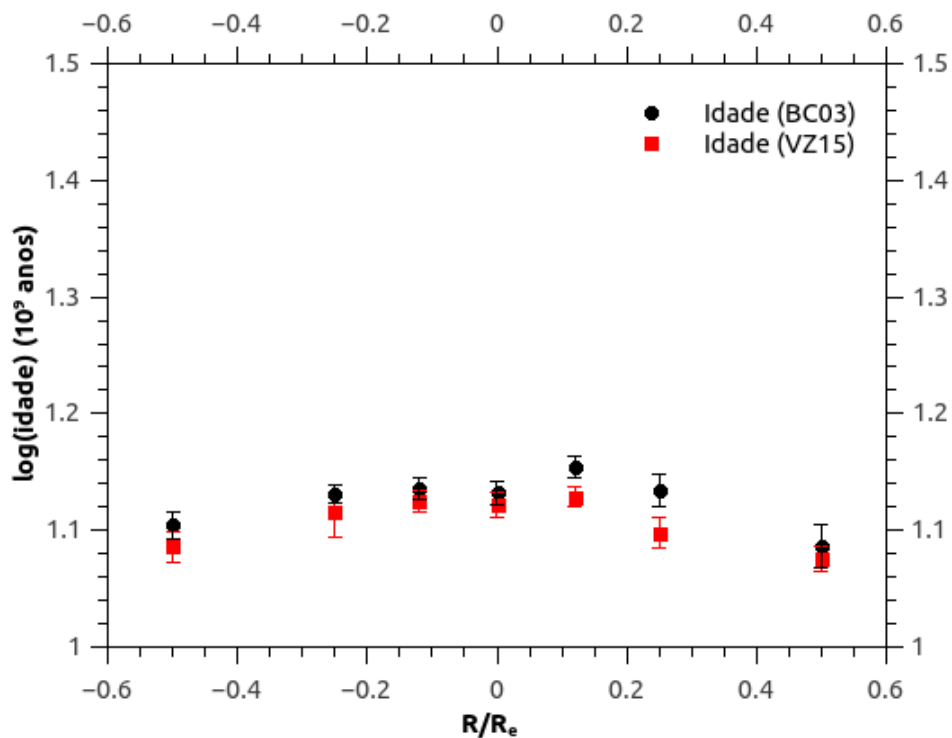


Figura 4.10 - Distribuição radial das medidas de idade média utilizando os dois modelos de populações estelares simples para a galáxia NGC5796. Círculos pretos representam o modelo BC03, quadrados vermelhos representam o modelo de VZ15. No eixo x é representada, em unidades de raio efetivo, a distância radial na qual o espectro foi extraído.

resultado) neste objeto foram formadas dentro da mesma escala de tempo a partir do mesmo material progenitor. Dessa maneira as metalicidades devem ser semelhantes. Para os os modelos VZ15 as medidas radiais de $[Z]$ podem ser representadas por uma reta, já a grade de modelos de BC03 propõe uma pequena variação que se inicia na região centrada em $0,1 R_e$ mas que está contida dentro da flutuação do maior erro obtido. Para esta galáxia de uma maneira geral, as duas grades de modelos de SSPs concordam entre si em relação às medidas de $[Z]$ obtidas.

Para as galáxias NGC128 e NGC6851 foram obtidos espectros ao longo das direções radiais do eixo fotométrico maior e menor (veja Seção 2.2), essas medidas são apresentadas logo a seguir. Observar galáxias brilhantes e aparentemente simétricas em relação às suas dimensões espaciais pode ser algo bastante complicado, uma vez que pequenos deslocamentos do telescópio devido a imprecisões no acompanhamento ou até mesmo no posicionamento da fenda. Contudo, foi registrado um erro de autoguiagem de um décimo de segundo de arco nas integrações de 30 minutos nas duas

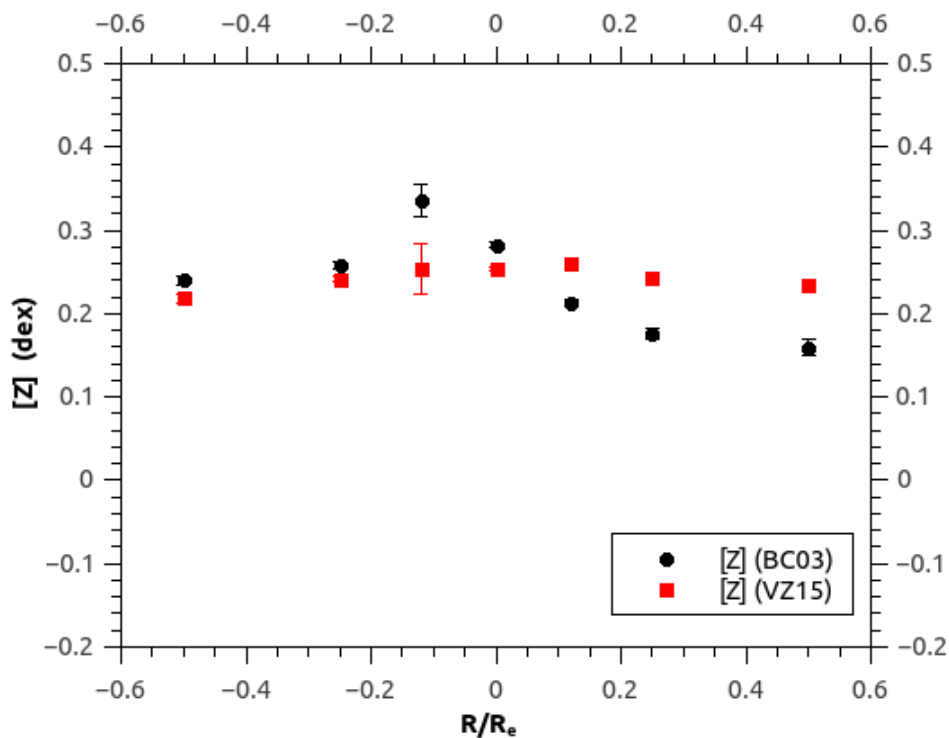


Figura 4.11 - Distribuição radial das metalicidades médias utilizando as duas grades de modelos de populações estelares simples para a galáxia NGC5796. Círculos pretos representam o modelo BC03, quadrados vermelhos representam o modelo de VZ15. No eixo x é representada, em unidades de raio efetivo, na distância radial a qual o espectro foi extraído.

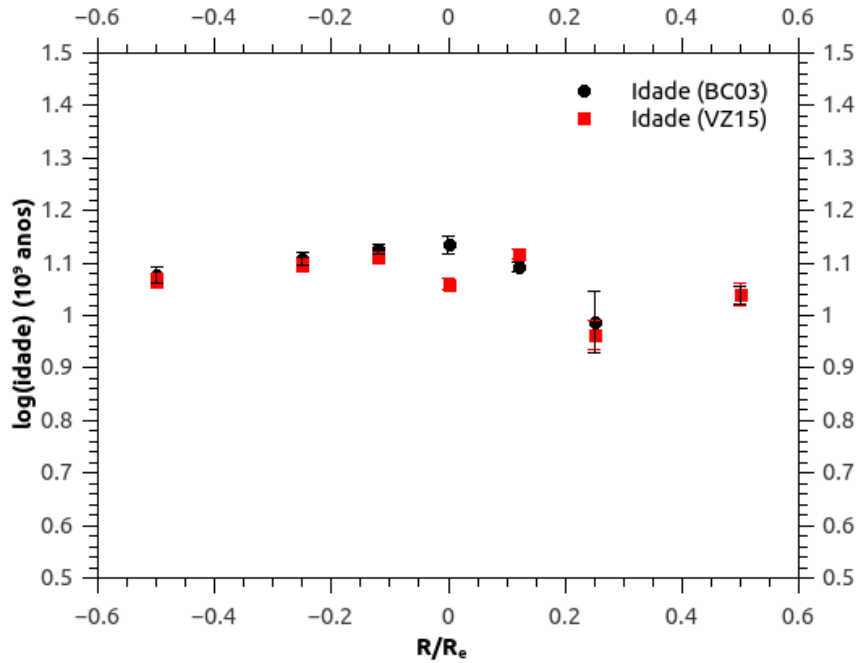
noites de observação de espectroscopia de fenda longa, o qual de todo modo pode induzir a um erro de centralização do perfil de cada objeto em torno de 0,1 arcsec. O quê é ainda menor que o $FWHM_{seeing}$ médio de cada noite, que foi da ordem de 2 arcsec.

As Figura 4.12(a) e 4.12(b) apresentam os gráficos contendo as distribuições radiais de idade medidas ao longo do eixo maior e menor da galáxia NGC6851. Ao contrário do que foi apresentado para a galáxia NGC5796, a galáxia NGC6851 apesar de ser do mesmo tipo morfológico da NGC5796 não apresenta uma distribuição plana de idades ao longo das duas direções radiais (eixo fotométrico maior e eixo fotométrico menor). Observamos que as medidas de idade para a região central (Figura 4.12(a)) são ligeiramente diferentes entre os modelos, mas são medidas coerentes com as propostas para estrelas de população II mas ao longo dessa direção não notamos um padrão de distribuição que poderia nos indicar a presença de um gradiente de idade, com exceção da grade BC03. Entretanto os resultados para o eixo menor (4.12(b))

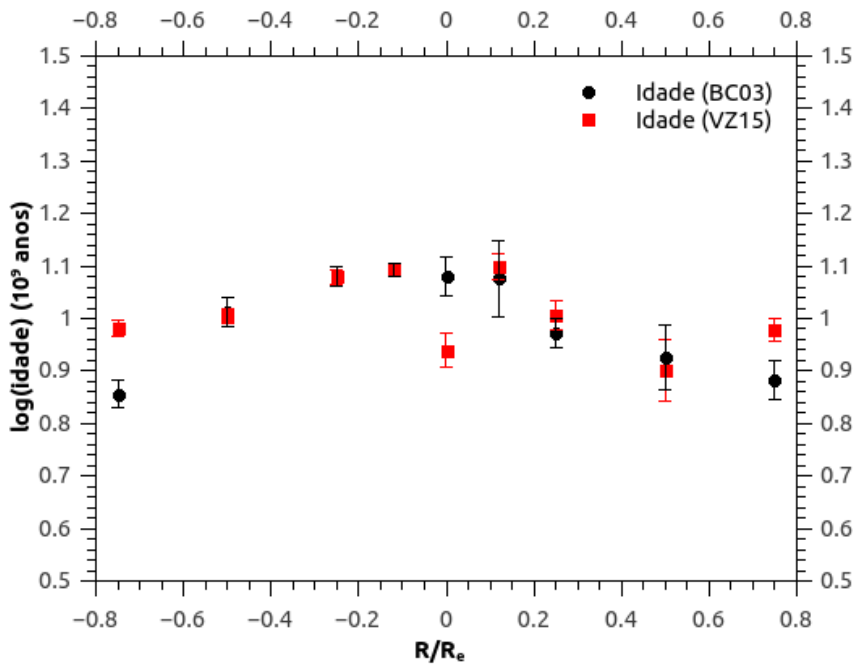
se mostram mais claros, uma vez que as regiões centrais apresentam medidas de idade menores que as regiões externas. A grade de modelos VZ15 propõe uma variação positiva das idades até os limites dentro da região de $0,1 R_e$, ao passo que a distribuição de idades para BC03 se apresenta aproximadamente plana.

As Figuras 4.13(a) e 4.13(b) apresentam as distribuições radiais das médias de $[Z]$ medidas nas direções dos eixos aparentes maior e menor da galáxia NGC6851. As distribuições de metalicidades variam de maneiras diferentes para cada grade de modelos de SSPs, uma vez que as idades também variam. Assim, podemos considerar que o gradiente nesta região deva ser aproximadamente nulo (ver Seção 4.3). Usando as duas grades (BC03 e VZ15), o comportamento radial de $[Z]$ não é evidente.

Com a grade BC03 obtemos uma variação pouco positiva ao longo do objeto ao longo do eixo menor. Conseqüentemente a distribuição radial de metalicidades nos leva a propor um gradiente ligeiramente positivo de metalicidade para NGC6851 na direção do eixo menor de acordo com a utilização dos modelos de BC03 (veja Seção 4.3).

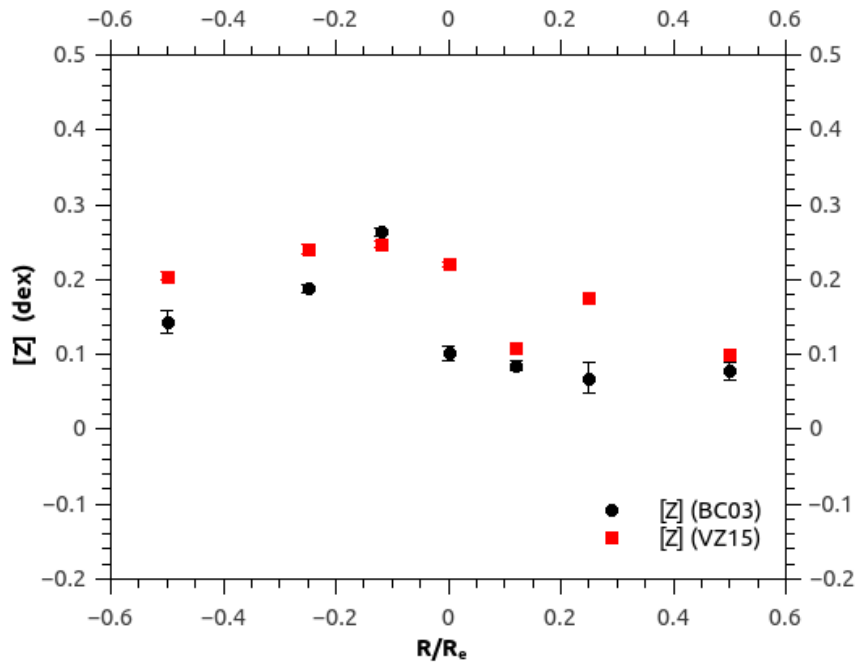


(a) Distribuição radial de idades para NGC6851 ao longo do eixo maior.

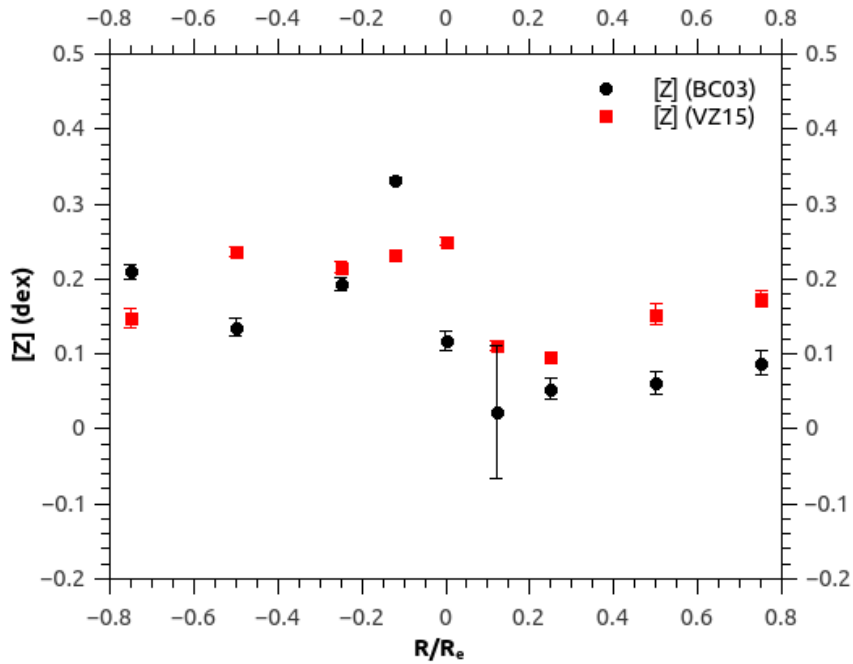


(b) Distribuição radial de idades para NGC6851 ao longo do eixo menor.

Figura 4.12 - Distribuição radial de idades médias utilizando as duas grades modelos de populações estelares simples para a galáxia NGC6851. No eixo x é representada, em unidades de raio efetivo, a distância radial na qual o espectro foi medido.



(a) Distribuição radial de metalicidades para NGC6851 ao longo do eixo maior



(b) Distribuição radial de metalicidades para NGC6851 ao longo do eixo menor.

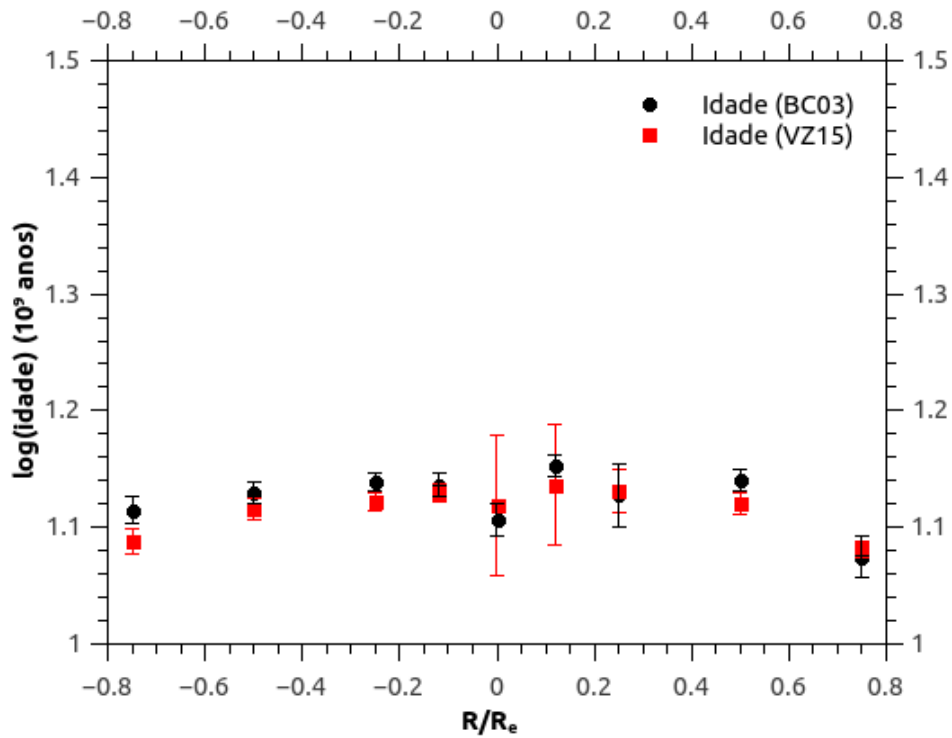
Figura 4.13 - Distribuição radial de metalicidades médias utilizando os dois modelos de populações estelares simples para a galáxia NGC6851. Círculos pretos representam o modelo BC03, quadrados vermelhos representam o modelo VZ15. No eixo x é representada, em raio efetivo, a distância radial a qual o espectro foi medido.

Para a galáxia NGC128 as idades observadas no eixo menor (ver Figura 4.14(b)) são semelhantes a aquelas que são medidas no eixo maior (ver Figura 4.14(a)), porém podemos notar pequenas tendências nessas distribuições de idades. Para o eixo menor a distribuição de idades é apresentada de forma aproximadamente plana para os dois modelos de populações estelares.

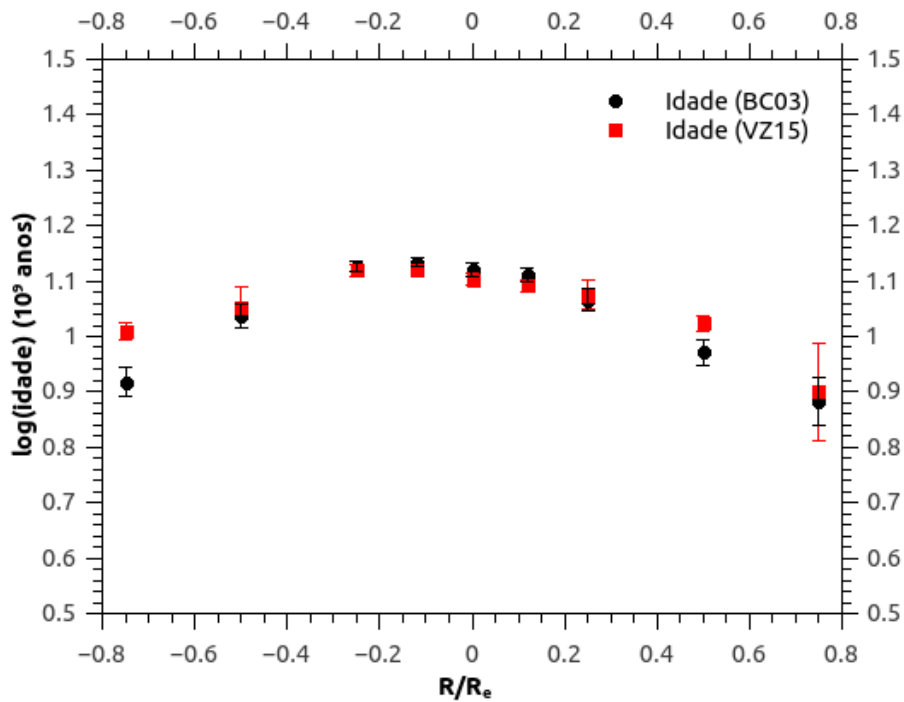
D'Onofrio et al. (1999) realizou estudos de estrutura e cinemática deste objeto a partir de fotometria de banda larga nas regiões do infravermelho distante e próximo. Neste estudo foi detectada a presença de uma estrutura central em forma de amendoim que pode ser vista tanto na região do óptico quanto no infravermelho próximo. Essa estrutura peculiar é associada a presença de barras no objeto, porém no estudo citado a presença de barras não é afirmada. A presença de barras em galáxias permite a possibilidade de aumento da SFR (*Star Formation Rate*). Segundo Ellison et al. (2011) através da estrutura de barra pode ocorrer transferência de matéria de regiões externas para regiões mais internas. Segundo Eufrazio et al. (2014), a região nuclear em forma de amendoim é uma característica morfológica relativamente jovem, ou seja, ela é predominantemente presente em galáxias *late-type*. A presença desse tipo de estrutura em uma galáxia *early-type* poderia contribuir para a existência de população estelar de idade intermediária na região central deste objeto. Porém no presente estudo isto não foi detectado.

As distribuições radiais das médias de $[Z]$ ao longo dos eixos maior e menor aparente para NGC128, Figuras 4.15(a) e 4.15(b) apresentam-se semelhantes entre si com as duas grades de SSPs na direção do eixo maior, as quais mostraram variação nula. Para o eixo menor ocorre o mesmo comportamento, exceto ao se adotar BC03. Estes modelos sugerem uma variação crescente de metalicidades ao longo do eixo menor do objeto, desde o núcleo para as regiões mais externas.

Vale salientar que as medidas realizadas neste trabalho foram obtidas dentro uma região central limitada (sempre no limite de até $1 R_e$). Medidas em regiões mais afastadas do núcleo poderiam resultar em conclusões mais representativas em termos de distribuição espacial das propriedades que foram medidas.

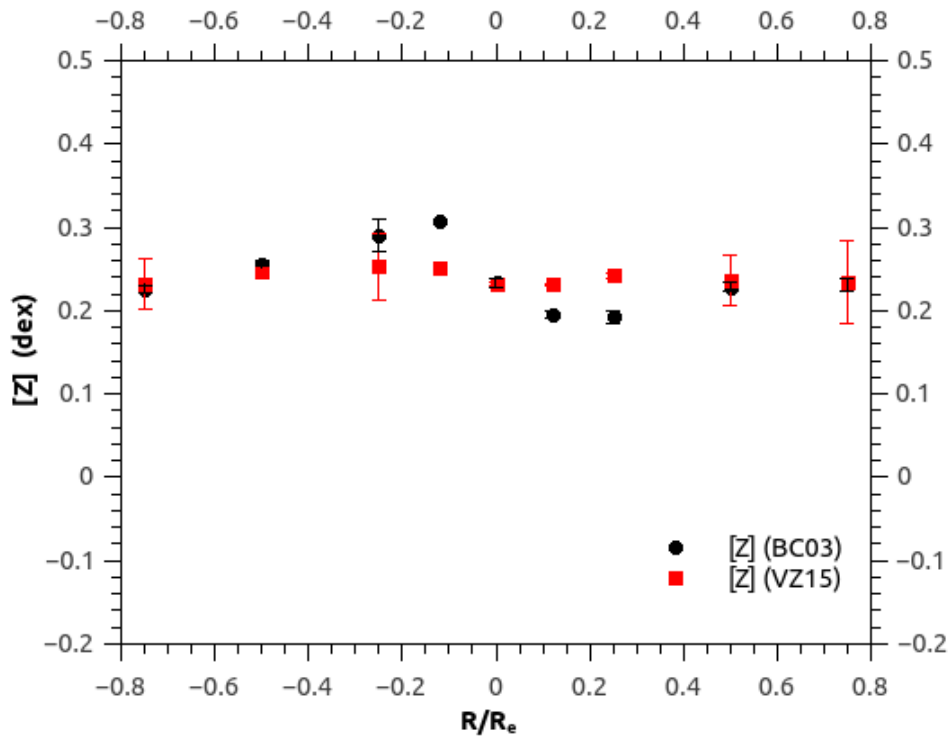


(a) Distribuição radial de idades para NGC128 ao longo do eixo maior.

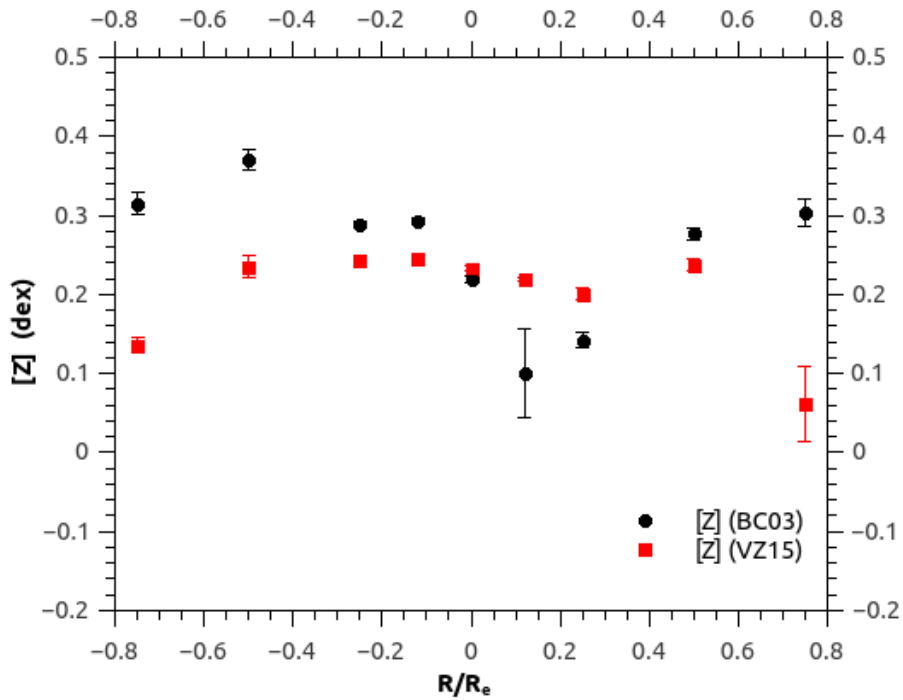


(b) Distribuição radial de idades para NGC128 ao longo do eixo menor.

Figura 4.14 - Distribuição radial de idades médias utilizando as duas grades de modelos de populações estelares simples para a galáxia NGC128. No eixo x é representada, em raio efetivo, a distancia radial na qual o espectro foi medido.



(a) Distribuição radial de metalicidades para NGC128 ao longo do eixo maior.



(b) Distribuição radial de metalicidades para NGC128 ao longo do eixo menor.

Figura 4.15 - Distribuição radial de metalicidades médias utilizando os dois conjuntos de modelos de populações estelares simples para a galáxia NGC128. No eixo x é representada, em unidades de raio efetivo, a distancia radial a qual o espectro foi medido.

Verificamos no banco de dados do telescópio espacial GALEX (*Galaxy Evolution Explorer*) as imagens que haviam disponíveis para esses objetos. Sabemos que regiões que apresentam estrelas jovens emitem com bastante eficiência no UV. Dessa forma se nossos objetos, mesmo sendo galáxias *early-type*, verificaríamos traço dessas populações jovens nas imagens disponíveis na região do UV. Caso as estrelas presentes nestas galáxias apresentassem traços de população jovem, estas deveriam ser bem proeminentes nas imagens, sem se esquecer da contribuição de estrelas do Ramo Horizontal azul em certos casos.

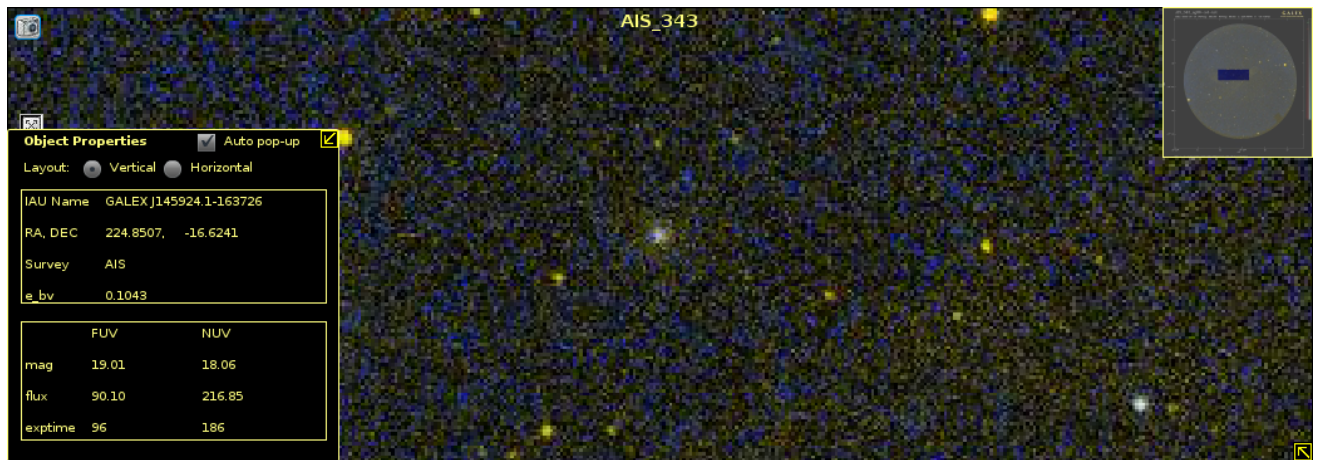


Figura 4.16 - Imagem na região do ultravioleta da galáxia NGC5796. Fonte: GALEX *view*.

Para a galáxia NGC5796, Figura 4.16, não verificamos nenhum indício de população estelar jovem. Na imagem no ultravioleta esse tipo de população estelar se destaca na cor azul. Para NGC5796 notamos que ela tem predominância de população estelar velha uma vez que esta se apresenta em uma tonalidade cinza que se estende por toda a extensão do objeto. Assim, de maneira qualitativa não esperávamos encontrar populações estelares com idades menores que 10×10^9 anos, o que é coerente com os resultados obtidos para a região central deste objeto a partir da utilização dos dois conjuntos de modelos de populações estelares.

Analisando a imagem no ultravioleta da galáxia NGC6851, Figura 4.17, também não é possível notar a presença de uma população estelar jovem, muito pelo contrário nela observamos a galáxia com aspecto de cor indicativo de população estelar velha, dessa maneira a população de 4×10^9 anos presente no resultado da síntese de populações estelares (veja Figura 4.7(b)) pode não ser real e sim uma tentativa do modelo de obter o melhor ajuste. Mas como já foi dito a preocupação de observar

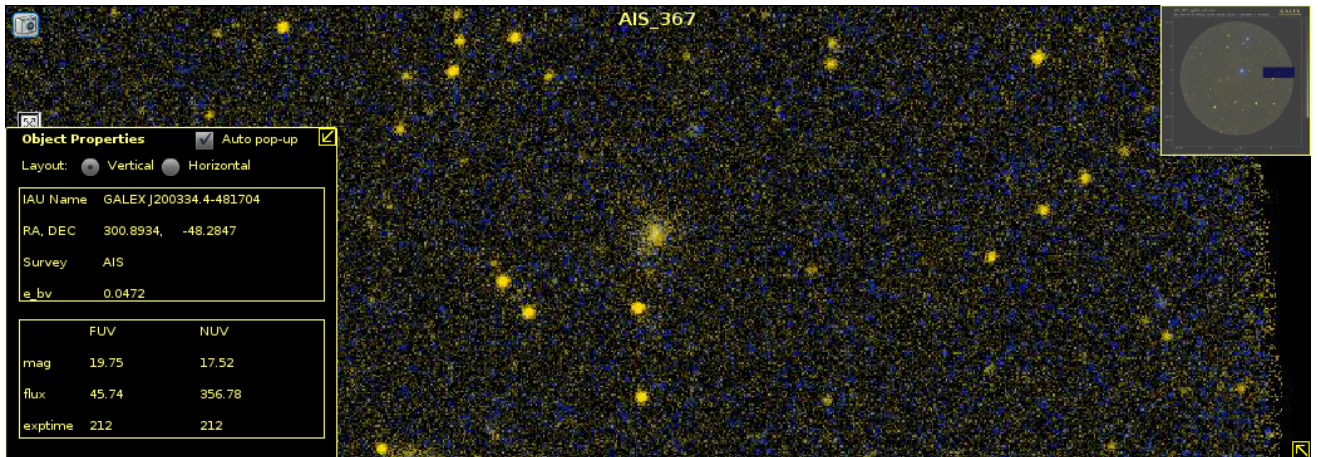


Figura 4.17 - Imagem na região do ultravioleta da galáxia NGC6851. Fonte: GALEX *view*.

essas imagens nada mais era do que obter uma interpretação qualitativa que fosse compatível com os resultados observados para as regiões centrais.

Para a galáxia NGC128 (Figura 4.18), a partir da análise qualitativa de imagens no UV, temos conclusões semelhantes as obtidas para NGC6851. Porém como já foi dito na seção 4.1, esta galáxia apresenta uma estrutura peculiar em sua região central que segundo os estudos já citados anteriormente indicam a presença de estrelas menos evoluídas ou relativamente mais jovens. Por mais que nas imagens no ultravioleta essa população estelar não seja visível, como será mostrado um pouco mais adiante desta seção, esperávamos que os dois conjuntos de modelos de populações estelares

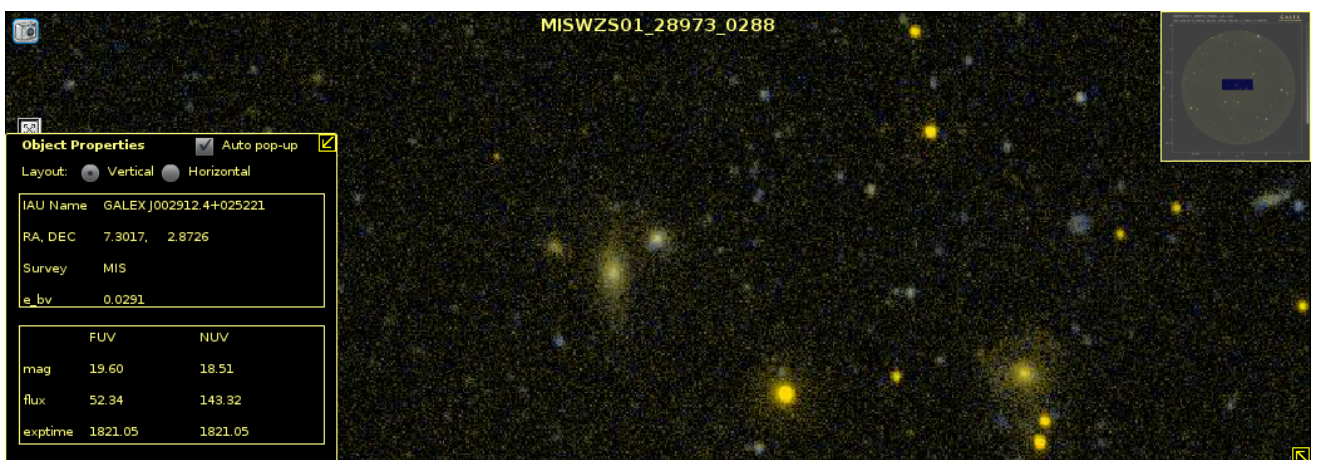


Figura 4.18 - Imagem na região do ultravioleta da galáxia NGC128. Fonte: GALEX *view*.

fornecessem idades menores para as regiões centrais do que para as regiões mais periféricas ou dentro do raio limite estudado neste trabalho.

Por mais que as medidas obtidas neste trabalho sejam na região do visível, é sempre importante recorrer a bancos de dados em outras bandas do espectro eletromagnético a fim de verificar se as nossas conclusões e interpretações iniciais são compatíveis com os observáveis nestas regiões.

4.3 Gradientes Radiais de Idade e Metalicidade.

Nesta seção apresentamos os gradientes radiais de idade e metalicidade que foram obtidos a partir dos resultados da síntese de populações estelares. A partir dos valores desses gradientes pode-se ter uma ideia quantitativa de como essas propriedades variam ao longo das direções radiais dos objetos. Gradientes radiais de $[\alpha/Fe]$ não foram calculados como explicado na seção anterior.

Os valores numéricos desses gradientes e seus respectivos erros podem ser visualizados na Tabela 4.4. As medidas para as quais os erros são de mesma ordem, as consideramos como nulas.

Tabela 4.4 - Medidas dos gradientes radiais de idade e metalicidade estelares.

Galáxia	SSPs _{base}	∇_{idade}	$\nabla_{metalicidade}$
NGC128	VZ15	$-0,06 \pm 0,01$	$+0,01 \pm 0,01$
	BC03	$-0,03 \pm 0,01$	$-0,07 \pm 0,05$
NGC128 ME	VZ15	$-0,13 \pm 0,02$	$-0,05 \pm 0,01$
	BC03	$-0,2 \pm 0,2$	$+0,1 \pm 0,1$
NGC5796	VZ15	$-0,14 \pm 0,02$	$-0,05 \pm 0,08$
	BC03	$-0,08 \pm 0,02$	$-0,12 \pm 0,01$
NGC6851	VZ15	$-0,06 \pm 0,02$	$0,11 \pm 0,02$
	BC03	$-0,1 \pm 0,3$	$+0,08 \pm 0,05$
NGC6851 ME	VZ15	$-0,1 \pm 0,02$	$-0,05 \pm 0,01$
	BC03	$-0,32 \pm 0,03$	$-0,2 \pm 0,1$

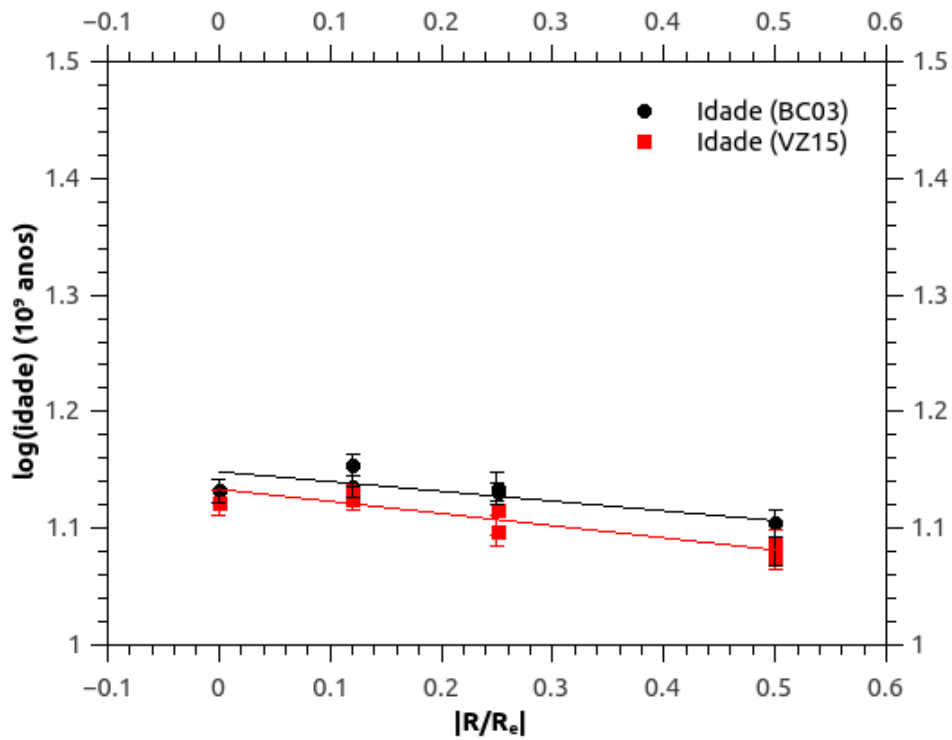
$$\text{Gradiente de idade: } \frac{\delta \log(idade)}{\delta \frac{R}{R_e}}. \quad \text{Gradiente de metalicidade: } \frac{\delta [Z]}{\delta \frac{R}{R_e}}.$$

Medir esses gradientes é importante, pois é a partir deles que podemos ter uma ideia de como se deu o processo de formação estelar nas galáxias analisadas. Se tomarmos como exemplo o gradiente de idade na direção radial de um objeto e este apresentar valor positivo (as idades crescem da região central para regiões mais externas), implica que as estrelas que formam o objeto não foram formadas em um único episódio ou "burst", ou seja, a escala temporal de formação estelar global foi extensa na galáxia em questão. Assim para uma galáxia que apresente um gradiente com esta característica pode-se inferir que a mesma foi formada por meio de um colapso gravitacional com dissipação de energia (do gás via radiação EM), cuja intensidade de perda está diretamente relacionada com a dispersão de idades das estrelas formadas. Entretanto se o que é medido em uma galáxia hipotética é um gradiente de idade

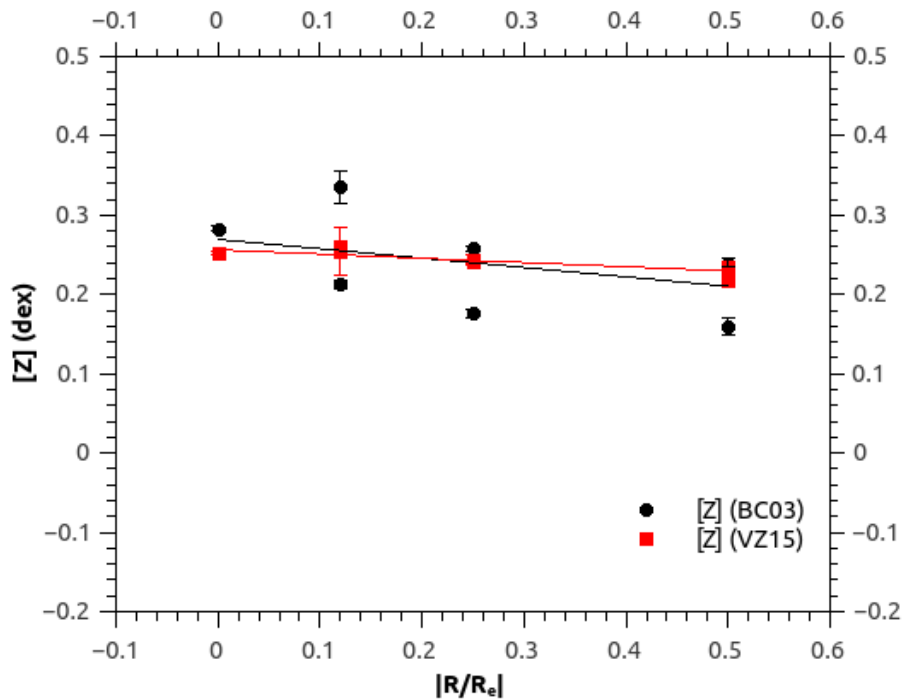
com valor nulo, implica que as estrelas foram formadas de forma quase simultânea implicando em um cenário de formação que pode ser melhor representado por um colapso monolítico. Porém como veremos a seguir nem sempre as interpretações se dão de forma direta e simples.

Analisando os gradientes de idade estelar representados na Figura 4.19(a) com seus respectivos valores numéricos (veja Tabela 4.4), constatamos que para as duas grades de populações estelares simples utilizadas (BC03 e VZ15), todas elas derivam gradientes nulos de idade para a galáxia NGC5796. Considerando o fato, que para esta galáxia a região analisada está localizada na estrutura central até $0,5R_e$ do objeto, podemos inferir que todas as estrelas contidas nesta região foram formadas na mesma época e com dispersão nula de idades. Dessa maneira, dentro dessa região no qual tomamos as medidas, podemos supor que o cenário no qual a galáxia NGC5796 foi formada trata-se de um colapso monolítico com a ocorrência de pouca ou nenhuma dissipação de energia. Quando analisamos os gradientes de metalicidade estelar (Figura 4.19(b)), estes se apresentam completamente planos, ou seja, temos gradientes radiais nulos, com exceção daquele mensurado com a grade BC03, que se mostra ligeiramente negativo (decréscimo de apenas 0,1 de em $[Z]$ desde o núcleo a $0,5R_e$). Gradientes nulos de idade e metalicidade são comumente encontrados em regiões centrais de galáxias *early-type*, como pode ser visto no estudo de Koleva et al. (2011).

Quando analisamos os gradientes de idade estelar para a galáxia NGC128 (Figuras 4.20(a) e 4.20(b) a síntese de populações estelares com as duas bases de modelos resultam em gradientes nulos. Para esta mesma galáxia, os gradientes de metalicidade estelar (Figuras 4.21(a) e 4.21(b)) são nulos para ambas as direções observadas, com exceção do gradiente positivo na direção do eixo menor obtido quando a grade BC03 é usada (aumento de quase 0,2 dex em $[Z]$ do núcleo até $0,75 R_e$). De maneira especulativa, supomos que matéria pobre em metais possa ter caído na região central, mas como apenas uma grade de modelos sugere este resultado tal comportamento ainda é uma incógnita para nós.

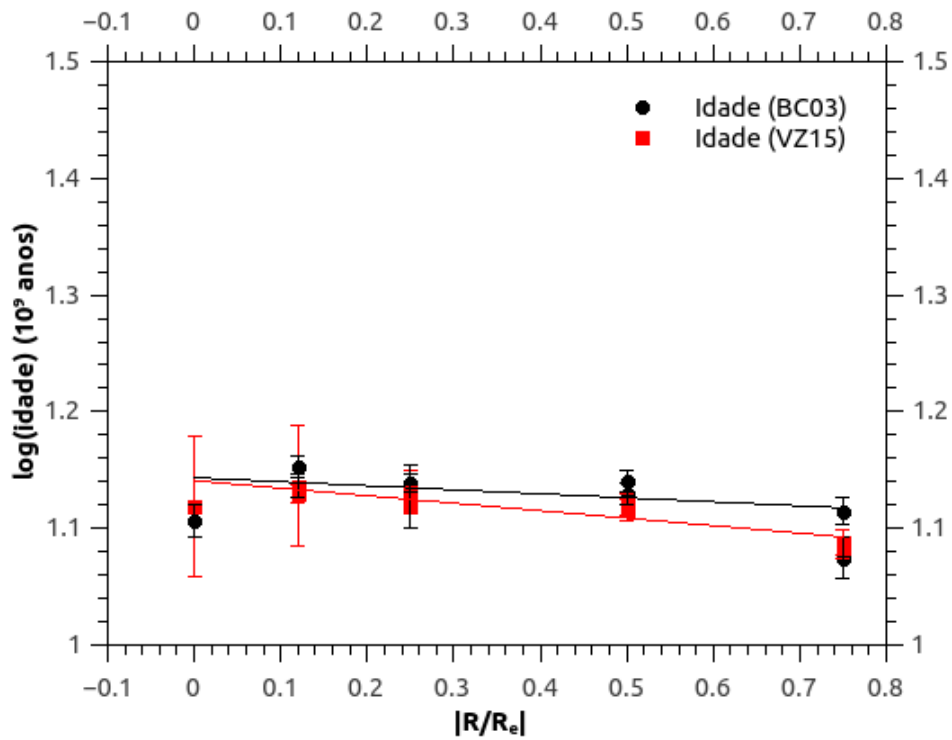


(a) Gradientes de idade para NGC5796.

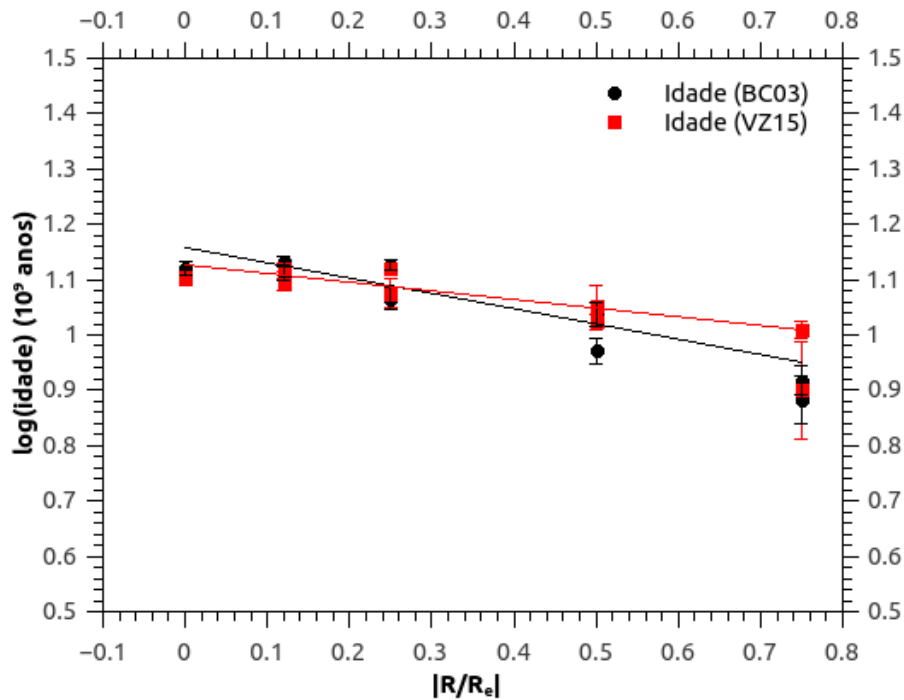


(b) Gradientes de metalicidade para NGC5796.

Figura 4.19 - Gradientes de idade e metalicidade obtidos utilizando duas grades de modelos de populações estelares simples para a galáxia NGC5796. No eixo x é representada, em módulo do raio efetivo, a distancia radial na qual o espectro foi medido. Os ajustes lineares por mínimos quadrados foram obtidos utilizando medidas ponderadas pelos erros.

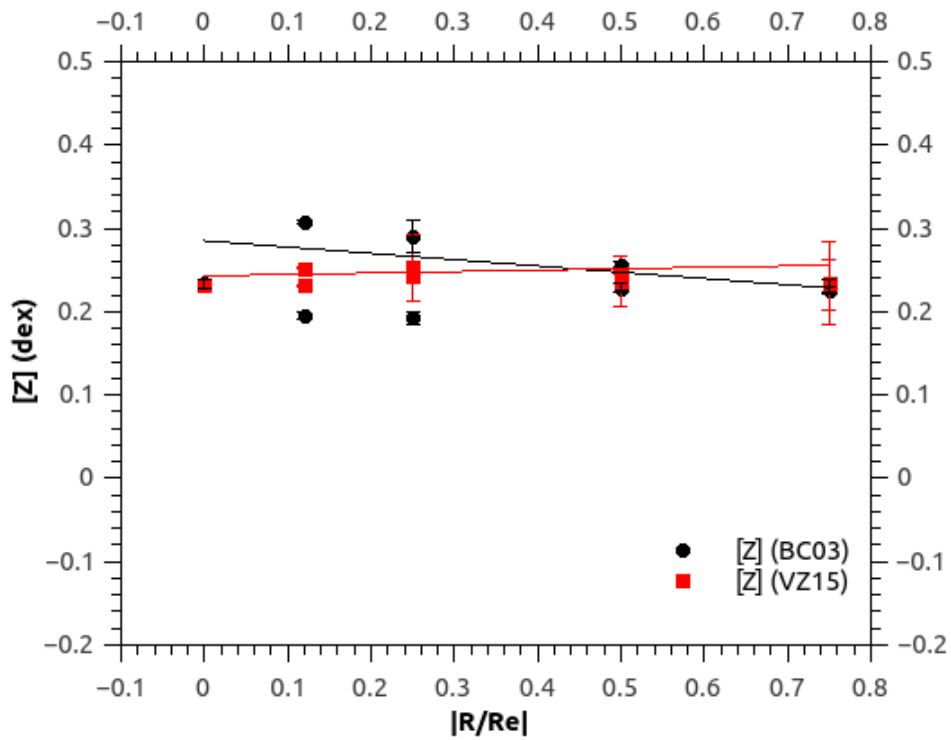


(a) Gradientes de idade para NGC128 na direção do eixo maior.

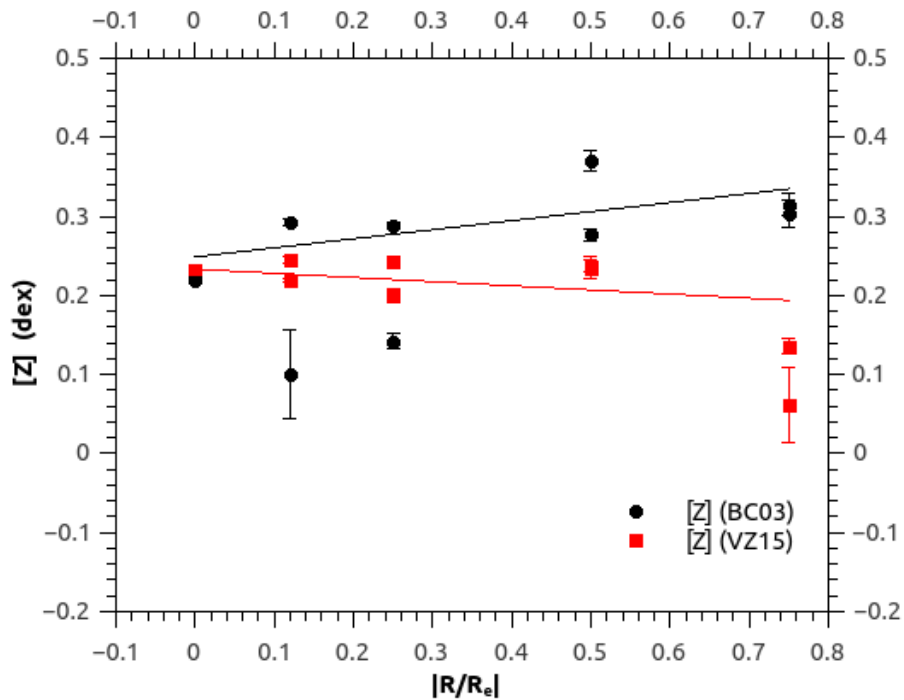


(b) Gradientes de idade para NGC128 na direção do eixo menor.

Figura 4.20 - Gradientes de idade obtidos utilizando as duas grades de modelos de populações estelares simples para a galáxia NGC128 ao longo de seus dois eixos fotométricos. Círculos pretos representam a grade BC03, quadrados vermelhos representam a grade VZ15. No eixo x é representada, em módulo do raio efetivo, a distancia radial na qual o espectro foi medido. Os ajustes lineares por mínimos quadrados foram obtidos utilizando medidas ponderadas pelos erros.



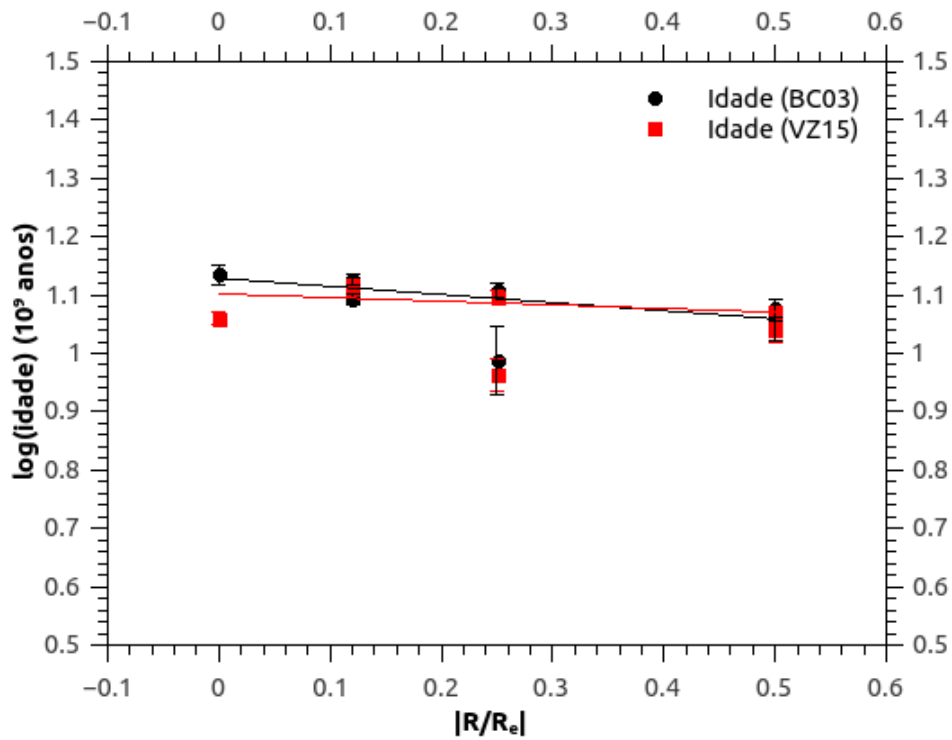
(a) Gradientes de metalicidade para NGC128 na direção do eixo maior.



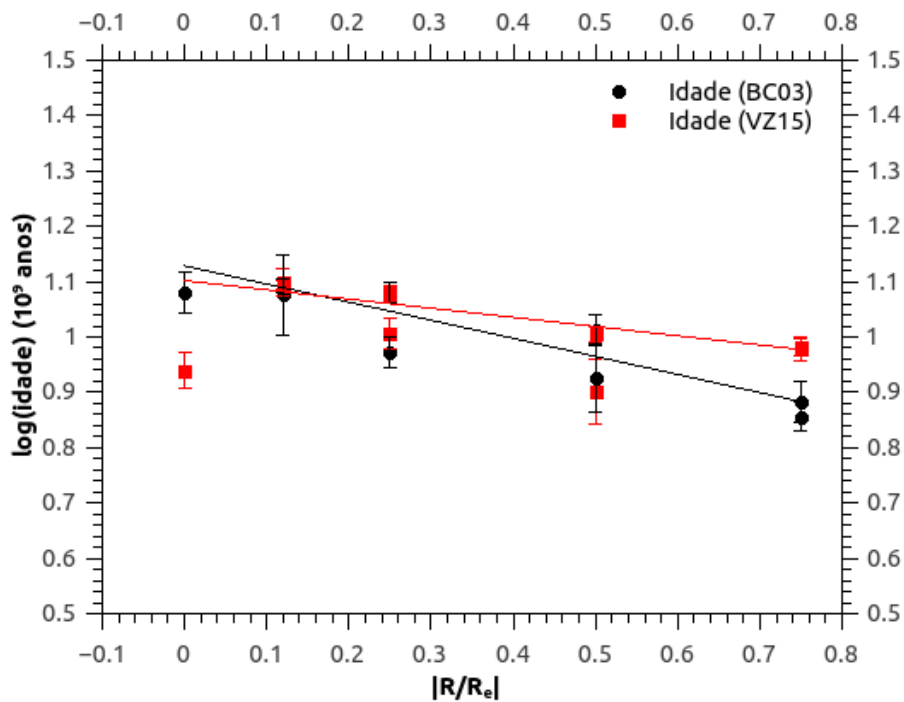
(b) Gradientes de metalicidade para NGC128 na direção do eixo menor.

Figura 4.21 - Gradientes de metalicidade obtidos utilizando duas grades de modelos de populações estelares simples para a galáxia NGC128 ao longo de seus dois eixos fotométricos. No eixo x é representada, em módulo do raio efetivo, a distancia radial na qual o espectro foi medido. Os ajustes lineares por mínimos quadrados foram obtidos utilizando medidas ponderadas pelos erros.

Para a galáxia NGC6851, que é do mesmo tipo morfológico da galáxia NGC5796, também obtivemos gradientes nulos de idade e metalicidade, exceto de idade na direção do eixo menor (ver Tabela 4.4 e Figuras 4.22(a) e 4.22(b)). Um gradiente é considerado nulo quando seu erro é igual ou superior a sua medida e/ou quando a variação do parâmetro do centro até a abertura mais externa se torna maior que 3 vezes o erro médio do parâmetro $\log(\text{idade})$ ou $[Z]$. Por outro lado, percebemos para tal galáxia descontinuidades ou dispersões relativamente acentuadas na distribuição radial de metalicidade ao longo dos dois eixos.

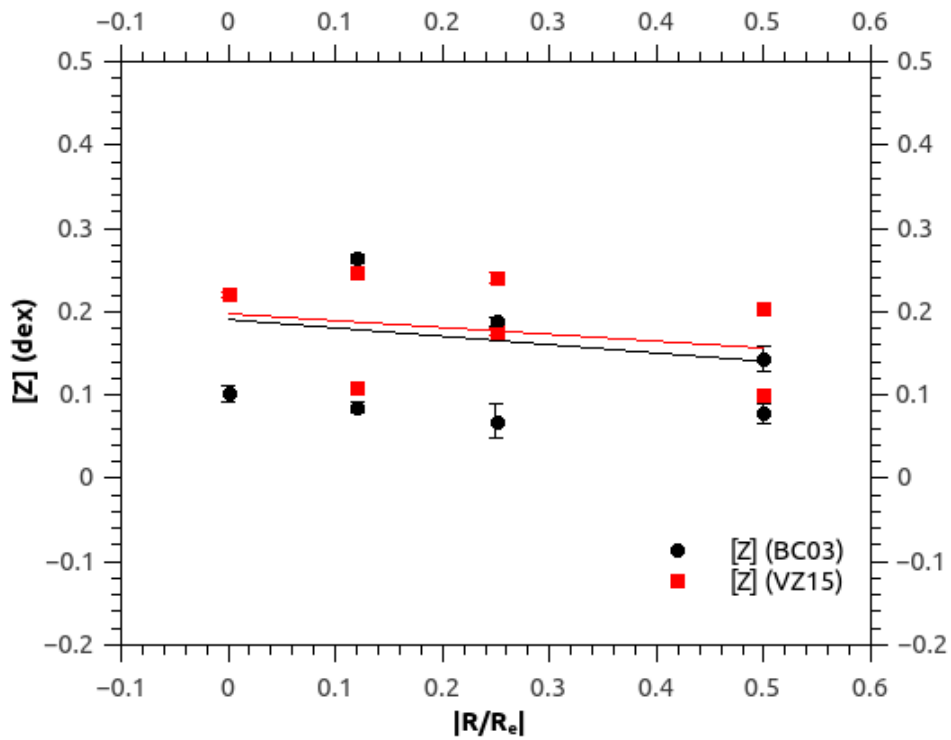


(a) Gradientes de idade para NGC6851 na direção do eixo maior.

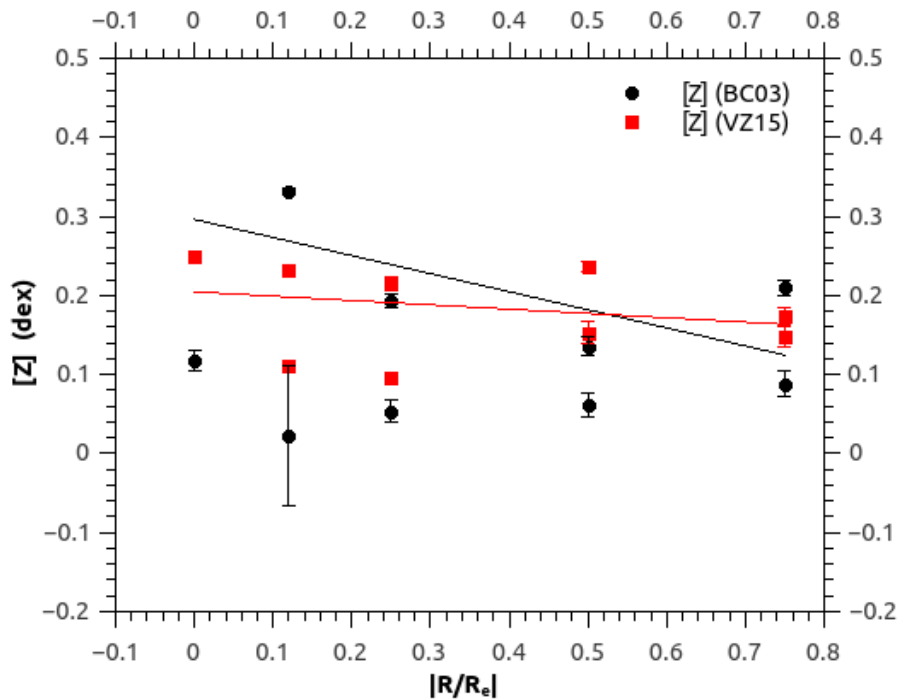


(b) Gradientes de idade para NGC6851 na direção do eixo menor.

Figura 4.22 - Gradientes de idade obtidos utilizando duas grades de modelos de populações estelares simples para a galáxia NGC6851 ao longo de seus dois eixos fotométricos. No eixo x é representada, em módulo do raio efetivo, a distância radial na qual o espectro foi medido. Os ajustes lineares por mínimos quadrados foram obtidos utilizando medidas ponderadas pelos erros.



(a) Gradientes de metalicidade para NGC6851 na direção do eixo maior.



(b) Gradientes de metalicidade para NGC6851 na direção do eixo menor.

Figura 4.23 - Gradientes de metalicidade obtidos utilizando as duas grades de modelos de populações estelares simples para a galáxia NGC6851 ao longo de seus dois eixos fotométricos. No eixo x é representada, em módulo do raio efetivo, a distancia radial na qual o espectro foi medido. Os ajustes lineares por mínimos quadrados foram obtidos utilizando medidas ponderadas pelos erros.

4.4 Cinemática Estelar e Dinâmica do Sistema.

Aplicando a técnica de correlação cruzada, explicada na Seção 3.3, foi possível obter medidas de σ_v para cada um dos espectros de abertura das galáxias observadas. Mas como explicado na Seção 3.3, a aplicação desta técnica tem como resultado direto a medida da velocidade radial heliocêntrica (cz_{helio}). Para cada uma das galáxias da amostra foram medidas cz_{helio} . As medidas de cz_{helio} obtidas para as regiões nucleares (abertura 1) foram comparadas com aquelas disponibilizadas no NED (*Nasa Extragalactic Database*), e há concordância segundo o critério de 2σ para todos os objetos. As medidas realizadas neste trabalho podem ser melhor visualizadas na Tabela 4.5.

Tabela 4.5 - Velocidades heliocêntricas medidas para as galáxias.

Galáxia	$cz_{medida}(km/s)$	$cz_{NED}(km/s)$
NGC128	4150 ± 27	4153 ± 23 Mould et al. (2000)
NG C5796	3067 ± 30	3122 ± 21 Mould et al. (2000)
NGC5854	1690 ± 9	1663 ± 5 Cappellari et al. (2011b)
NGC6851	3022 ± 25	3036 ± 15 Cappellari et al. (2011b)

As correlações cruzadas dos espectros de abertura das galáxias foram realizadas utilizando apenas gigantes K, ou seja, HR7148, HR7149 e HR8841 (ver Tabela 3.2). Isso ocorreu porque além da correlação cruzada com os espectros destas estrelas terem apresentado melhores resultados, gigantes do tipo espectral K apresentam seus espectros semelhantes àqueles de galáxias E/S0.

Na Tabela 4.6 podem ser visualizadas as medidas obtidas através da correlação entre os espectros das regiões centrais das galáxias e as *templates* gigantes K. O critério para estabelecer com qual dos espectros apresenta melhor correlação é aquela que apresentar o maior valor de R' (ver Subseção 3.3.1). Estendemos esse critério para as correlações cruzadas entre os espectros das demais aberturas de extração e suas respectivas estrelas de comparação.

Aplicando a correlação cruzada para todos os espectros de abertura foi possível obter os valores de FWHM do pico da função de correlação para cada uma das aberturas e assim pudemos calcular os valores de σ_v para cada uma das regiões correspondentes. Os valores das dispersões de velocidades para cada uma das aberturas são obtidos através da substituição das medidas de $FWHM_{pico}$ nas funções de correlação apresentadas nas Figuras 3.11 e 3.10. Os perfis radiais de σ_v e as respectivas curvas

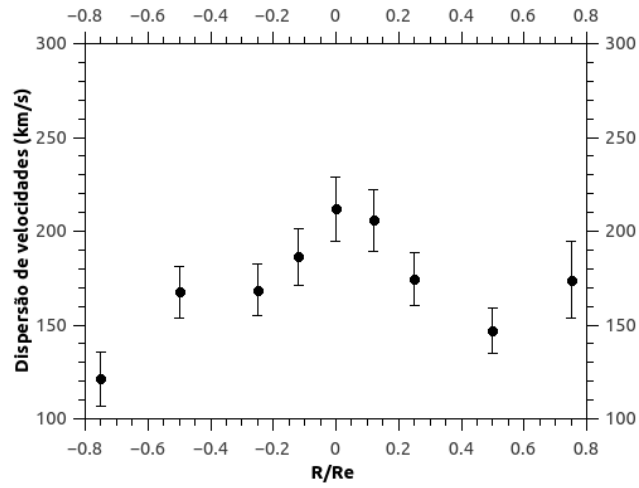
Tabela 4.6 - Resultado das correlações cruzadas para os espectros de abertura central de cada uma das galáxias observadas na região azul.

Galáxia	“Template”	R'	cz (km/s)	Erro cz (km/s)	h	FWHM _{pico,cc} (km/s)
NGC128	HR7148	12,71	4142	19	0,708	349
	HR7149	12,98	4206	19	0,701	346
	HR8841	13,63	4146	18	0,714	348
NGC128me	HR7148	11,06	4150	23	0,656	358
	HR7149	11,35	4215	22	0,655	353
	HR8841	11,80	4154	21	0,665	356
NGC5796	HR7148	9,5 0	3065	32	0,630	438
	HR7149	10,02	3118	30	0,639	433
	HR8841	10,10	3067	30	0,634	439
NGC6851	HR7148	14,26	3079	17	0,785	202
	HR7149	13,86	3145	17	0,771	207
	HR8841	14,32	3084	17	0,776	210
NGC6851me	HR7148	13,25	2958	19	0,750	358
	HR7149	13,53	3020	18	0,745	356
	HR8841	13,87	2960	18	0,749	358

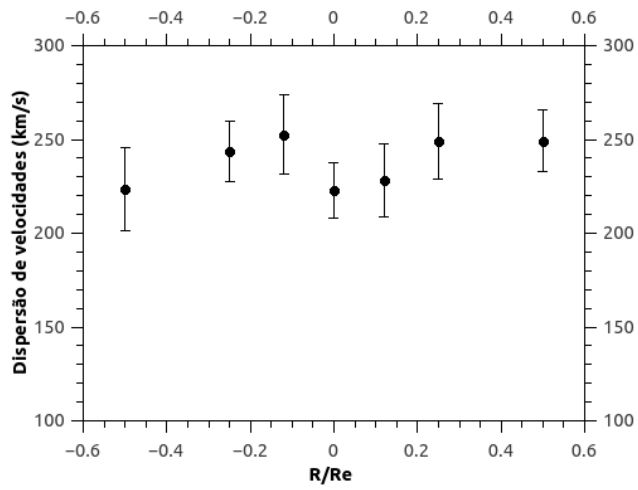
de rotação são apresentados nas figuras seguintes. A partir das medidas de obtidas de σ_v foram calculados os gradientes radiais logarítmicos dessa grandeza para cada uma das galáxias. Utilizando as medidas dos gradientes de cada galáxia associadas as suas respectivas curvas de rotação e perfis radiais da distribuição da dispersão de velocidades na linha de visada, é possível estimar o estado dinâmico de cada galáxia. As medidas de σ_v e cz_{helio} obtidas para cada espectro de abertura das galáxias são apresentadas na Tabela 4.7.

Tabela 4.7 - Medidas de σ_v e cz_{helio} obtidas para cada galáxia.

Galáxia	Abertura	cz_{helio} (km/s)	σ_v (km/s)	Galáxia	Abertura	cz_{helio} (km/s)	σ_v (km/s)
NGC128	1	4146	211	NGC5796	1	3067	319
	2	4238	205		2	3040	287
	3	4058	186		3	3066	289
	4	4275	174		4	2981	258
	5	4003	168		5	3082	304
	6	4271	147		6	2928	294
	7	3998	167		7	3025	472
	8	4287	174				
	9	3989	121				
NGC5854	1	1690	134	NGC6851	1	3084	210
	2	1724	136		2	2945	200
	3	1621	166		3	3202	212
	4	1750	170		4	2937	165
	5	1595	164		5	3219	222
	6	1776	123		6	2916	199
	7	1578	125		7	3225	222

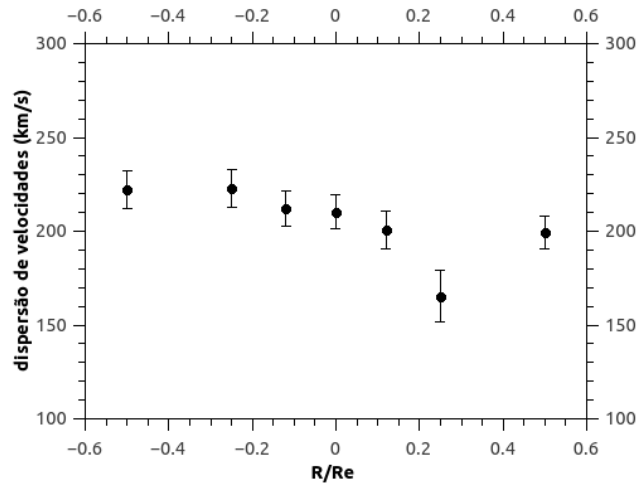


(a) Perfil radial de σ_v para NGC128 na direção do eixo maior.

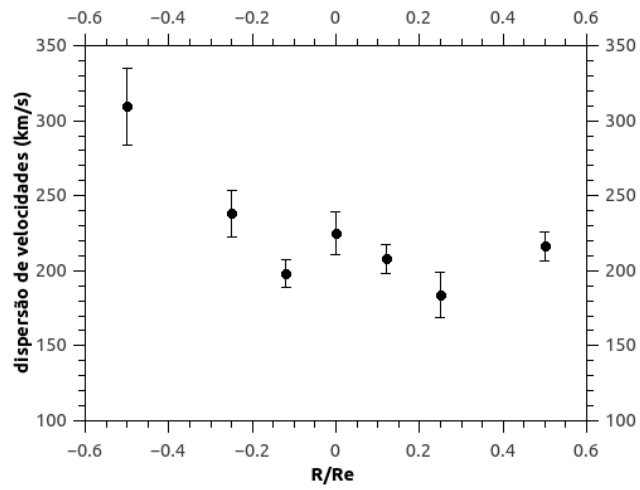


(b) Perfil radial de σ_v para NGC128 na direção do eixo menor.

Figura 4.24 - Perfis radiais de σ_v para NGC128.

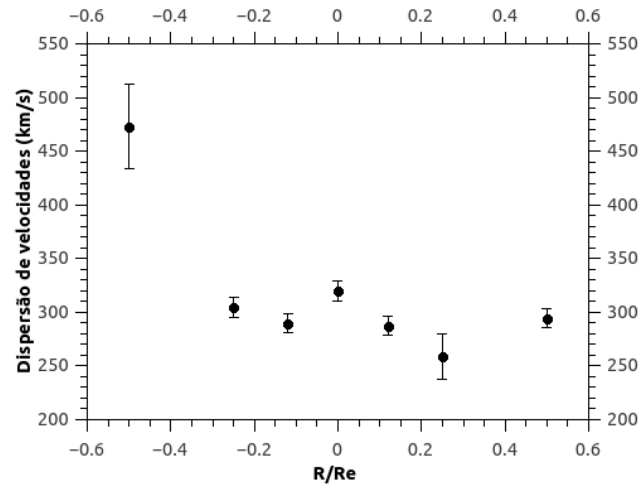


(a) Perfil radial de σ_v para NGC6851 na direção do eixo maior.

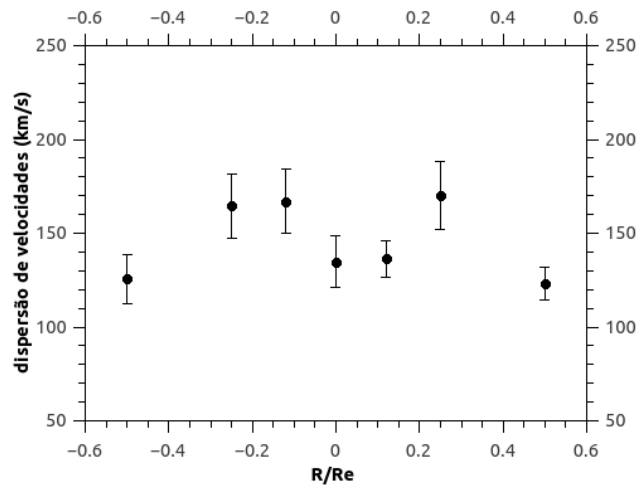


(b) Perfil radial de σ_v para NGC6851 na direção do eixo menor.

Figura 4.25 - Perfis radiais de σ_v para NGC6851.

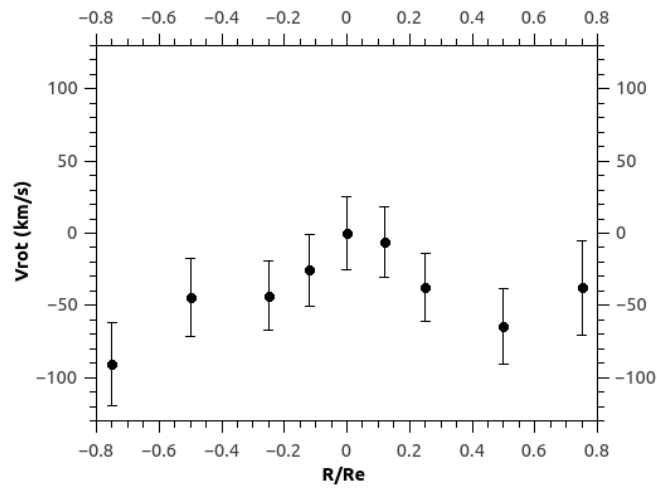


(a) Perfil radial de σ_v para NGC5796.

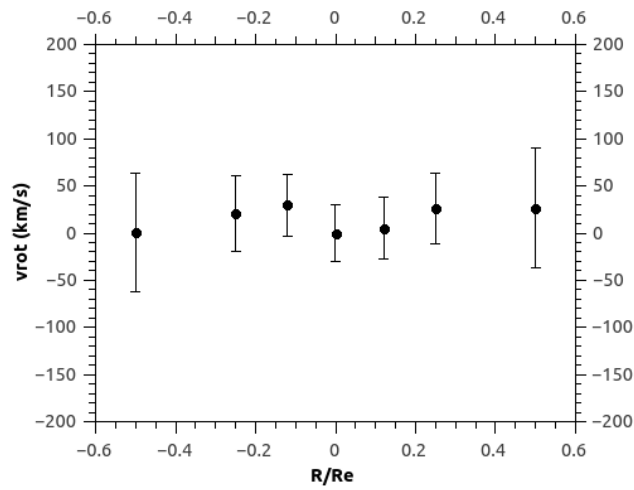


(b) Perfil radial de σ_v para NGC5854.

Figura 4.26 - Perfis radiais de σ_v para NGC5796 e NGC5854.

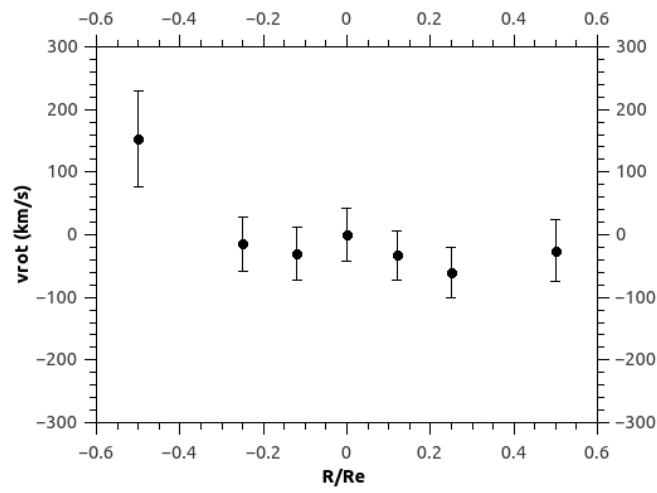


(a) Curva de rotação para NGC128 na direção do eixo maior.

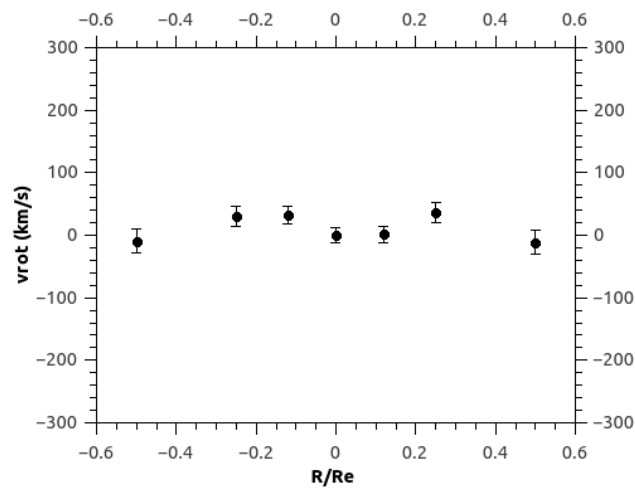


(b) Curva de rotação para NGC128 na direção do eixo menor.

Figura 4.27 - Curvas de rotação para NGC128.

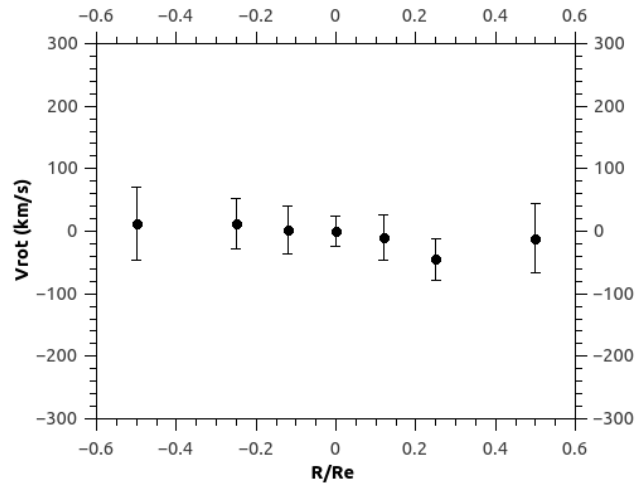


(a) Curva de rotação para NGC5796.

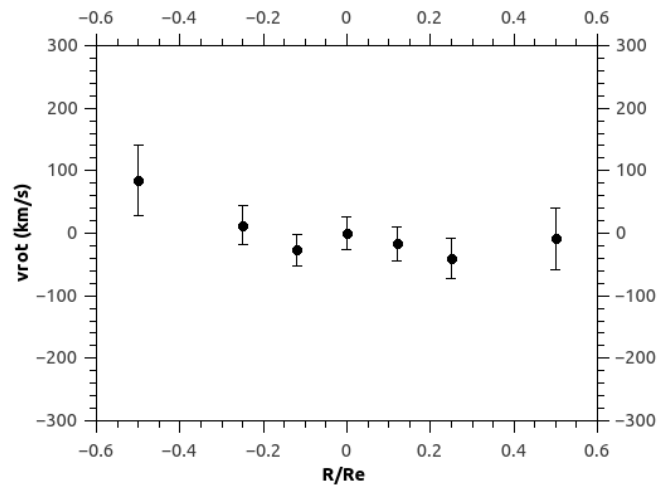


(b) Curva de rotação para NGC5854 na direção.

Figura 4.28 - Curvas de rotação para NGC128.

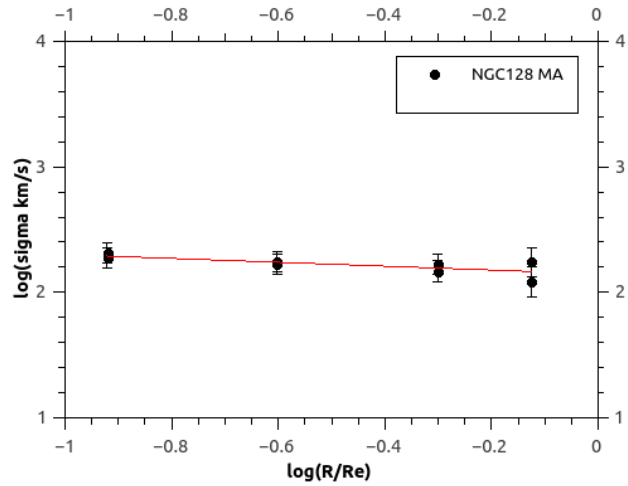


(a) Curva de rotação para NGC6851 na direção do eixo maior.

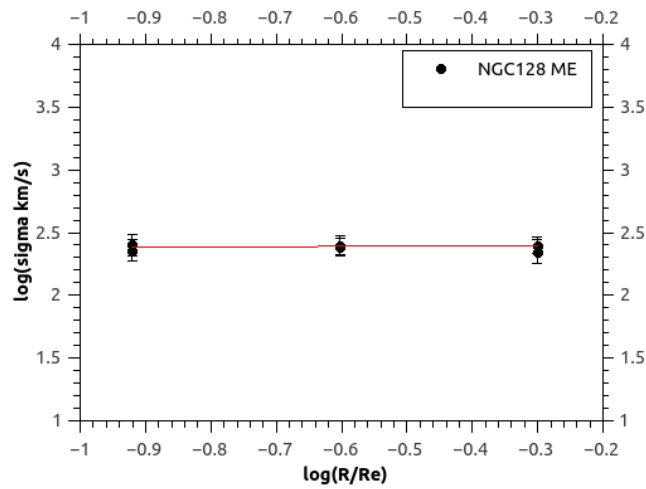


(b) Curva de rotação para NGC6851 na direção do eixo menor.

Figura 4.29 - Curvas de rotação para NGC6851.

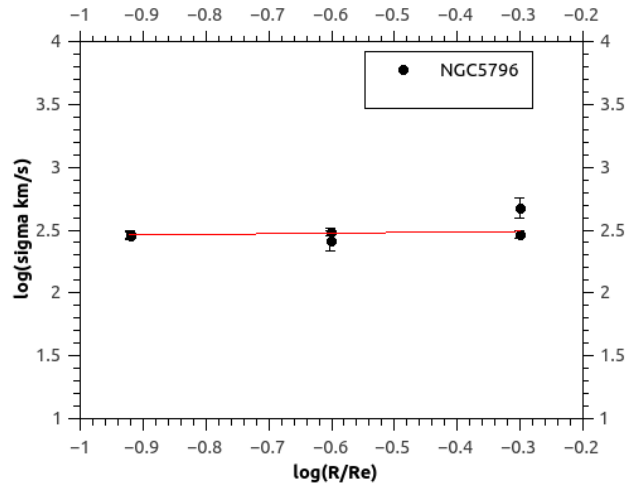


(a) Gradiente de σ_v para NGC128 na direção do eixo maior.

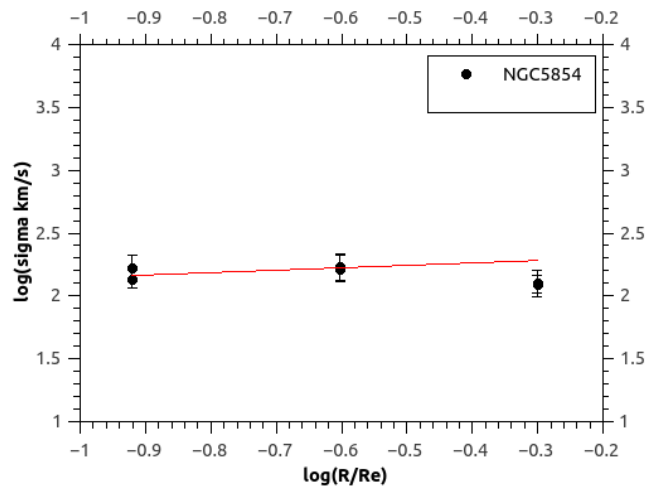


(b) Gradiente de σ_v para NGC128 na direção do eixo menor.

Figura 4.30 - Gradientes radiais logarítmicos de σ_v da galáxia NGC128 ao longo das direções observadas. Apresentamos ajustes lineares por mínimos quadrados ponderados pelos erros de cada medida.

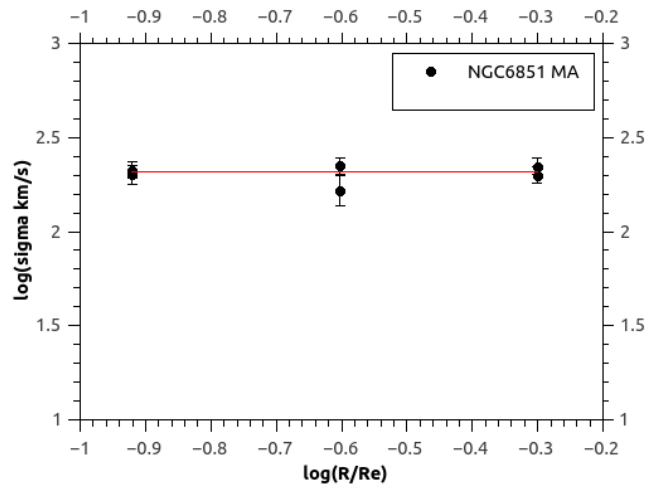


(a) Gradiente de σ_v para NGC5796.

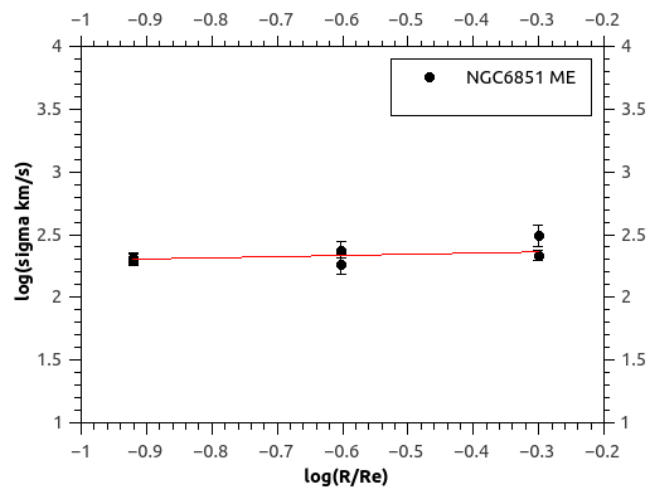


(b) Gradiente de σ_v para NGC5854.

Figura 4.31 - Gradientes radiais logarítmicos de σ_v para as galáxias NGC5796 e NGC5854 ao longo das direções observadas. Apresentamos ajustes lineares por mínimos quadrados ponderados pelos erros de cada medida.



(a) Gradiente de σ_v para NGC6851 na direção do eixo maior.



(b) Gradiente de σ_v para NGC6851 na direção do eixo menor.

Figura 4.32 - Gradientes radiais logarítmicos de σ_v da galáxia NGC6851 ao longo das direções observadas. Apresentamos ajustes lineares por mínimos quadrados ponderados pelos erros de cada medida.

A partir das medidas do gradientes logarítmicos das dispersões de velocidade é possível definir quantitativamente como esta propriedade varia para cada uma das galáxias estudadas. Os valores medidos para esses gradientes são apresentados na Tabela 4.8.

Tabela 4.8 - Medidas dos gradientes radiais logarítmicos obtidos para cada galáxia.

Galáxia	Direção	$\frac{\delta \log \sigma}{\delta \log r}$
NGC128	MA	$-0,15 \pm 0,03$
NGC128	ME	$+0,03 \pm 0,02$
NGC5796	L-O	$+0,05 \pm 0,01$
NGC5854	L-O	$-0,19 \pm 0,02$
NGC6851	MA	$+0,048 \pm 0,001$
NGC6851	ME	$+0,046 \pm 0,001$

A partir das medidas cinemáticas foi possível calcular dois parâmetros cinemático-dinâmicos (anisotropia de velocidades espaciais estelares e desalinhamento cinemático projetado) a respeito da possível dinâmica de cada sistema (veja Subseção 3.3.2, onde listamos algumas possíveis configurações dinâmicas para galáxias *early-type*). Um gradiente de σ_v é considerado nulo quando seu erro é igual ou superior a sua medida e/ou quando a variação de σ_v ou $\log \sigma_v$ da segunda abertura até a abertura mais externa se torna maior que 3 vezes o erro médio de σ_v .

Para NGC5796, nenhuma rotação foi detectada (direção L-O). Seu perfil radial de σ_v é simétrico dentro de $0,2 R_e$, mas σ_v se apresenta praticamente constante em torno de 300 km/s até $0,5 R_e$ (uma única medida desviante). Seu parâmetro de anisotropia ($\left(\frac{v_{rot}}{\sigma_v}\right)^*$) é nulo (0,0073). Sugerimos que esta E0 deve ser suportada dinamicamente por uma distribuição anisotrópica de velocidades (provavelmente um típico elipsóide triaxial).

Para NGC5854, praticamente podemos concluir o mesmo que foi concluído para NGC5796. Sua curva de rotação (direção L-O) é compatível com a ausência de movimentos rotacionais. Seu perfil radial de σ_v mostra uma dispersão de velocidades uniforme, variando em torno de 150 km/s até $0,5 R_e$. Seu parâmetro de anisotropia é tido como nulo também ($\left(\frac{v_{rot}}{\sigma_v}\right)^* = 0,002$). Sugerimos que esta SB0 também deve ser suportada dinamicamente por uma distribuição anisotrópica de velocidades na região observada (provavelmente um bojo triaxial).

As galáxias NGC5796 e NGC5854 não tiveram seus desalinhamentos cinemáticos

projetados calculados, pois para estas galáxias foram observadas ao longo de uma única direção.

Para a galáxia NGC128 é visível a diferença nos perfis radiais de σ_v (veja as Figuras 4.24(a) e 4.24(b)), enquanto que na direção do eixo maior σ_v aumenta simetricamente das aberturas externas para o núcleo (um único *outlier* em $+0,75R_e$), na direção do eixo menor σ_v varia uniformemente em torno de 240 km/s (região do bojo desta S0). Esse comportamento nas medidas de σ_v para esta galáxia já havia sido detectado por D'Onofrio et al. (1999) onde o mesmo conclui que a os movimentos são mais caóticos em torno do eixo menor. Para esta galáxia concluímos que a mesma é sustentada por rotação ($(\frac{v_{rot}}{\sigma_v})^* = 0,8$) como esperado para uma galáxia lenticular que possui um disco de estrelas. Medimos com pouca confiabilidade um pequeno desalinhamento cinemático projetado em relação ao eixo maior ($\psi = 16,3$ graus), visto que nenhum movimento de rotacional apreciável foi medido em torno do eixo menor (fenda/espectros extraídos na direção do eixo maior).

Para a galáxia NGC6851 a variação radial de σ_v mostrou-se mínima ao longo de ambos os eixos aparentes (variação em torno de 210 km/s, com um *outlier* em cada direção. Esta E/E4 parece ser realmente sustentada gravitacionalmente por anisotropia de velocidades, pois seu parâmetro ($(\frac{v_{rot}}{\sigma_v})^* = 0,004$) é compatível com zero. Para o desalinhamento cinemático em relação ao eixo menor foi obtido o valor de $\psi = 62$ graus. Baseado nesse valor elevado também podemos inferir que esta galáxia trata-se de um sistema triaxial.

5 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

Apresentamos neste capítulo uma compilação das conclusões a partir dos resultados apresentados no Capítulo 4. Nessas conclusões interpretamos os resultados obtidos com a síntese de populações estelares juntamente com os de cinemática e dinâmica estelar.

5.1 Conclusões por Galáxia

NGC128: Para esta lenticular (possivelmente barrada) nossas extrações de espectros de fenda longa não detectaram uma rotação evidente em torno do eixo menor embora o parâmetro de anisotropia determinado tenha sido alto (0,8) e o desalinhamento cinemática projetado baixo (16 graus) (veja as Figuras 4.27(a) e 4.27(b)). Encontramos também um gradiente ligeiramente negativo de σ_e apenas na direção do eixo maior (com variação radial simétrica com em relação ao centro), reforçando o antagonismo cinemática entre os dois eixos (ver Figuras 4.24(a), 4.24(b), 4.27(a), 4.27(b), 4.30(a) e 4.30(b)). Sendo assim chegamos a conclusão que este objeto, apesar de não termos medido uma rotação evidente ao longo do eixo maior, parece ter um movimento de estrelas com simetria axial (momento angular próximo ao eixo aparente). O fato desta galáxia apresentar uma interação recente com outro objeto (NGC127) (veja D’Onofrio et al. (1999)), nos induziu a propor que a mesma poderia ter populações estelares jovens ou de idade intermediária em sua região central. Essa ideia foi reforçada também pelo fato de NGC128 apresentar uma estrutura peculiar em sua região central (*caixa em forma de amendoim*) que tem associação recorrente na literatura com populações estelares de idade intermediária. Porém quando analisamos qualitativamente imagens no UV essas possíveis populações de idade intermediária não foram detectadas. A partir da síntese de populações estelares obtivemos gradientes nulos de idade. Enquanto que para metalicidade não encontramos variações radiais significativas (até $0,75 R_e$), com exceção do modelo BC03 que propõe um gradiente bastante positivo na direção do eixo menor (ver Figuras 4.20(a) e 4.20(b)). A idade e metalicidade para abertura nuclear variam entre 11 e 14,5 Gyr e entre +0,18 e +0,28 de respectivamente, sendo compatíveis com valores típicos de ETGs passivas (ver Figuras 4.7 e 4.8). O enriquecimento químico para esta região é proposto ter ocorrido de modo ligeiramente diferente segundo as bases de SSPs adotadas: muito intenso e rápido com a base BC03, e relativamente rápido (2 Gyr) e intenso ainda com a base VZ15. Ressalta-se neste ponto que deveríamos considerar tais históricos de formação advindos da síntese com o STARLIGHT como representativos, embora aquele teste simulando um sistema de idade e metalicidade

únicas mostre o contrário (a síntese deste resultou em uma distribuição de idade extensa, ver Subseção 3.2.2). As distribuições radiais das médias de idade mostraram possíveis descontinuidades pequenas ao longo do eixo menor segundo as duas bases de modelos usadas; descontinuidades sempre próximas da região nuclear (ver Figura 4.13). Descontinuidade na distribuição radial de $[Z]$ foi somente medida na direção do eixo menor com uso da base BC03. Portanto, precisaremos revisitar a síntese de populações para todas as aberturas (ver Apêndices E, F e G) bem como rever a análise de cinemática estelar. Para esta galáxia propomos observações que possam abranger todas suas estruturas, principalmente a região do disco na qual a colisão claramente ocorreu. Dessa maneira teremos mais dados espaciais para investigar possíveis descontinuidades em idade e metalicidade das estrelas e do gás devido à alguma interação com a galáxia vizinha NGC127 (caso a colisão de fato possa ter ocasionado a formação de estrelas com idades intermediárias).

NGC5796: para este objeto a síntese de populações estelares forneceu médias de idade e metalicidade típicas de populações evoluídas e ricas em metais de ETGs massivas (ex. idades entre 11 e 14,5 Gyr e $[Z]$ entre +0,20 e +0,34 dex para abertura nuclear) associadas a gradientes radiais nulos para as duas propriedades segundo as duas grades de SSPs usadas. Veja as Tabelas 4.2 e 4.3 (idades e metalicidades médias para abertura nuclear), as Figuras 4.7(b), 4.8(b), 4.9(b) (distribuições de idade e $[Z]$ e enriquecimento químico para abertura nuclear), Figuras 4.14 e 4.15 (distribuições radiais de idade e $[Z]$) Tabela 4.4 (gradientes radiais de idade e $[Z]$ e correspondentes figuras nos Apêndices E, F e G (distribuições de idade e $[Z]$, e enriquecimento químico para abertura nuclear e para as demais aberturas). Das medidas de cinemática estelar obtivemos um gradiente logarítmico de σ_v e bem próximo de zero, com σ_v variando pouco em torno de 300 km/s (perfil radial de σ_v na Figura 4.26(a)). Não detectamos nenhuma rotação tal que, inclusive, o parâmetro de anisotropia foi medido como sendo nulo (curva de rotação na Figura 4.28(a)). Dessa maneira, no aspecto cinemática, o sistema parece ser globalmente estável e sustentado por anisotropia na distribuição de velocidades espaciais. Diante disto concluímos que esta galáxia possa ter sido formada por um colapso gravitacional com pouca ou nenhuma dissipação de energia para a região observada, isto é até $0,5R_e$ (colapso quase-monolítico ou monolítico). Esse cenário resultaria em gradientes de idade e metalicidade nulos, como também resultaria em uma configuração cinemática bastante uniforme. De uma maneira geral pode-se dizer que NGC5796 foi formada da maneira clássica como é proposto para formação de elípticas, o tempo de formação estelar foi muito menor que o tempo de colapso da nuvem progenitora e assim boa parte do gás contido foi transformado em estrelas de maneira eficiente induzindo um

enriquecimento rápido e intenso como medido.

NGC6851: a idade e $[Z]$ para a abertura nuclear variam, respectivamente, entre 10 e 14,5 Gyr e entre +0,02 e +0,28 dex, ou seja, pouco menos rica em metais em média do que NGC5796. De todo modo, o predomínio de populações evoluídas e ricas em metais (entre metalicidade solar e sobresolar), típico de uma ETG massiva como é esta galáxia. Como não detectamos nenhuma rotação na energia central até $0,5 R_e$ e associada a um valor uniforme de σ_v (média em torno de 210 km/s ao longo dos eixos aparentes), consideramos esta E/E4 dinamicamente suportada por uma distribuição anisotrópica de velocidades, inclusive porque seu parâmetro de anisotropia é nulo e seu desalinhamento cinemático é elevado. Veja as curvas de rotação (Figura 4.29) e perfis radiais de σ_v . Contudo, notamos uma descontinuidade de σ_v próxima a $0,25 R_e$ e ao longo do eixo maior (165 km/s) que em conjunto com uma menor descontinuidade ao longo do eixo menor (185 km/s em $0,25 R_e$ também) pode representar de modo especulativo um efeito de um processo de merging na formação desta galáxia (as duas descontinuidades no mesmo quadrante). Espacialmente quase coincidentes, notamos descontinuidades também nas médias de idade e metalicidades estelares como resultados da síntese de populações com uso das duas grades de modelos. As distribuições radiais de idade e $[Z]$ são assimétricas com relação ao centro da galáxia em ambas as direções (notadamente no eixo maior), Veja os perfis radiais de idade e metalicidade, respectivamente, na Figura 4.15 e Figura 4.16. De um lado do perfil a idade média gira em torno de 7,5 Gyr com média de $[Z]$ próxima a +0,15 dex, enquanto que do outro lado medimos médias próximas a 13,5 Gyr e +0,35 dex. Estes resultados podem ser uma assinatura de algum processo de fusão (com um outro objeto) ou acreção de material primordial que induziu uma formação prolongada ou posterior proporcionando um decréscimo na metalicidade local. Estas conclusões são especulativas e precisaremos revisitar e analisar com mais cuidado a síntese de populações estelares para todas as aberturas (ver Apêndices E, F e G) bem como rever e analisar a cinemática estelar. Quanto ao gradiente radial de idade, encontramos um gradiente positivo para a maioria dos casos, mas com uma exceção: nulo no eixo maior com a base VZ15 (veja Figura 4.22 e Tabela 4.4). Para o gradiente radial de $[Z]$, encontramos um gradiente para a maioria dos casos, mas com uma única exceção: positivo no eixo menor com a base BC03 (veja Figura 4.23 e Tabela 4.3). Ou seja, quando tomamos como referência os gradientes logarítmicos aquelas descontinuidades são apagadas, tendo mais motivos para revisitar a síntese de populações estelares e a análise de cinemática estelar. Os resultados dos gradientes poderiam favorecer um cenário de colapso com dissipação de energia ou poderíamos explicar propondo a ocorrência de processos de fusão com outro objeto e/ou queda

de matéria de regiões externas ao halo em direção ao centro do objeto. Para este tipo de cenário além de um gradiente de idade positivo (casos de entrada de matéria primordial e de colapso bem dissipativo) ou nulo (fusão), também esperaríamos grosseiramente um gradiente de metalicidade negativo (colapso dissipativo), nulo (fusão de galáxias) ou até positivo (queda central de material com metalicidade pular). Diante disto tudo, qualquer interpretação mais fundamentada necessita também de dados mais abrangentes em distância radial, sendo obtidos além de $1 R_e$ em relação ao centro do objeto.

5.2 Perspectivas Futuras

A aplicação da síntese de populações estelares demonstrou ser bastante útil para recuperar idade e metalicidades médias a partir da análise de espectros integrados e, conseqüentemente, derivar a distribuição espacial destes parâmetros em galáxias *early-type*. A partir das medidas obtidas com esta técnica foi possível quantificar gradientes radiais de idade e metalicidade da componente estelar destes sistemas estimando-se os erros envolvidos. Como nossas medidas foram tomadas em um região limitada em distância radial ($1 \leq R_e$), propomos observações abrangendo regiões espaciais extensas, sejam elas utilizando espectroscopia de fenda longa em telescópios maiores (assim poderíamos obter espectros de abertura mais externos e com boa razão S/N) ou utilizando espectrógrafo de campo integral IFU (*Integral Field Unity*) que possua campo de visada maior que a extensão da fenda do Espectrógrafo Cassegrain no telescópio 1,60m do OPD/LNA. Ao menos um outro modo para extrair espectros a partir dos dados do espectrógrafo Cassegrain do OPD/LNA pode ainda ser testado com a finalidade de se obter a distribuição espacial daqueles parâmetros de populações estelares. Bastaria redefinir aberturas retangulares concêntricas de comprimentos gradualmente maiores representando áreas também progressivamente mais abrangentes até distâncias radiais próximas a R_{25} , tal que a razão S/N espectral aumentaria do núcleo para periferia de cada galáxia ao invés de diminuir. De todo modo, teríamos mais espectros com maior abrangência espacial e, então, poderíamos determinar gradientes mais representativos para cada galáxia.

Do nosso exercício da análise qualitativa na região do UV (imagens do GALEX), provou ser bastante eficaz uma vez que visualmente não foi percebido nenhum gradiente proeminente. De forma a posteriori e em outros objetos da amostra (veja apêndice A), iremos analisar imagens no infravermelho obtidas com o telescópio espacial Spitzer dessa forma obteremos um análise mais refinada acerca de possíveis estrelas jovens presentes nestas galáxias.

Quanto às galáxias analisadas, sugerimos, ao menos uma revisão da síntese de populações aplicada para todos os espectros de abertura de NGC128 e NGC6851, incluindo uma reanálise da cinemática estelar. A intenção é comprovar a existência ou não daquelas descontinuidades em idade, metalicidade e dispersão de velocidades em determinadas regiões de cada em cada uma delas.

Com relação à determinação da razão $[\alpha/Fe]$ via síntese de populações com a base de SSPs VZ15, sugerimos fazer duas sínteses independentes entre si: uma usando como base apenas os modelos com $[\alpha/Fe] = 0,0$ dex e outra usando apenas os modelos com $[\alpha/Fe] = +0,4$ dex.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

ALAM, S.; ALBARETI, F. D.; PRIETO, C. A.; ANDERS, F.; ANDERSON, S. F.; ANDERTON, T.; ANDREWS, B. H.; ARMENGAUD, E.; AUBOURG, É.; BAILEY, S.; AL. et. The Eleventh and Twelfth Data Releases of the Sloan Digital Sky Survey: Final Data from SDSS-III. **The Astrophysical Journal**, v. 219, p. 12, jul. 2015. 12

ALLEN, D. A. An attempt to determine the circumstellar reddening law. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 174, p. 29P–33P, fev. 1976. 39

ALONGI, M.; BERTELLI, G.; BRESSAN, A.; CHIOSI, C.; FAGOTTO, F.; GREGGIO, L.; NASI, E. Evolutionary sequences of stellar models with semiconvection and convective overshoot. I - $Z = 0.008$. **Astronomy and Astrophysics**, v. 97, p. 851–871, mar. 1993. 34

ANNIBALI, F.; BRESSAN, A.; RAMPAZZO, R.; ZEILINGER, W. W.; Vega, O.; Panuzzo, P. Nearby early-type galaxies with ionized gas. IV. Origin and powering mechanism of the ionized gas. **Astronomy and Astrophysics**, v. 519, p. A40, set. 2010. 67

ASARI, N. V.; FERNANDES, R. C.; STASIŃSKA, G.; TORRES-PAPAQUI, J. P.; MATEUS, A.; SODRÉ, L.; SCHOENELL, W.; GOMES, J. M. The history of star-forming galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 381, p. 263–279, out. 2007. 40, 42, 43

BAADE, W. The Resolution of Messier 32, NGC 205, and the Central Region of the Andromeda Nebula. **The Astrophysical Journal**, v. 100, p. 137, set. 1944. 31

BARBERA, F. L.; FERRERAS, I.; CARVALHO, R. R. de; BRUZUAL, G.; CHARLOT, S.; PASQUALI, A.; MERLIN, E. SPIDER - VII. Revealing the stellar population content of massive early-type galaxies out to $8R_e$. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 426, p. 2300–2317, nov. 2012. 12

BARBERA, F. L.; PASQUALI, A.; FERRERAS, I.; GALLAZZI, A.; CARVALHO, R. R. de; ROSA, I. G. de la. SPIDER - X. Environmental effects in central and satellite early-type galaxies through the stellar fossil record. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 445, p. 1977–1996, dez. 2014. 12

BASU-ZYCH, A. R.; SCHIMINOVICH, D.; HEINIS, S.; OVERZIER, R.; HECKMAN, T.; ZAMOJSKI, M.; ILBERT, O.; KOEKEMOER, A. M.; BARLOW, T. A.; BIANCHI, L.; CONROW, T.; DONAS, J.; FORSTER, K. G.; FRIEDMAN, P. G.; LEE, Y.-W.; MADORE, B. F.; MARTIN, D. C.; MILLIARD, B.; MORRISSEY, P.; NEFF, S. G.; RICH, R. M.; SALIM, S.; SEIBERT, M.; SMALL, T. A.; SZALAY, A. S.; WYDER, T. K.; YI, S. Studying Large- and Small-Scale Environments of Ultraviolet Luminous Galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 699, p. 1307–1320, jul. 2009. 7

BAUGH, C. M. A primer on hierarchical galaxy formation: the semi-analytical approach. **Reports on Progress in Physics**, v. 69, p. 3101–3156, dez. 2006. 6

BAUGH, C. M.; COLE, S.; FRENK, C. S. Evolution of the Hubble sequence in hierarchical models for galaxy formation. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 283, p. 1361–1378, dez. 1996. 4, 12

BENDER, R. Velocity anisotropies and isophote shapes in elliptical galaxies. **Astronomy and Astrophysics**, v. 193, p. L7–L10, mar. 1988. 60

BINNEY, J.; MARRIFIELD, M. **Galactic Astronomy**. [S.l.: s.n.], 1998. 50, 59

BOURNAUD, F.; DUC, P.-A.; EMSELLEM, E. High-resolution simulations of galaxy mergers: resolving globular cluster formation. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 389, p. L8–L12, set. 2008. 6

BRUZUAL, G.; CHARLOT, S. Stellar population synthesis at the resolution of 2003. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 344, p. 1000–1028, out. 2003. 33, 34

CALZETTI, D.; KINNEY, A. L.; STORCHI-BERGMANN, T. Dust extinction of the stellar continua in starburst galaxies: The ultraviolet and optical extinction law. **The Astrophysical Journal**, v. 429, p. 582–601, jul. 1994. 39

CAPPELLARI, M.; EMSELLEM, E.; KRAJNOVIĆ, D.; MCDERMID, R. M.; SCOTT, N.; KLEIJN, G. A. V.; YOUNG, L. M.; ALATALO, K.; BACON, R.; BLITZ, L.; BOIS, M.; BOURNAUD, F.; BUREAU, M.; DAVIES, R. L.; DAVIS, T. A.; ZEEUW, P. T. de; DUC, P.-A.; KHOCHFAR, S.; KUNTSCHNER, H.; LABLANCHE, P.-Y.; MORGANTI, R.; NAAB, T.; OOSTERLOO, T.; SARZI, M.; SERRA, P.; WEIJMANS, A.-M. The ATLAS^{3D} project - I. A volume-limited sample of 260 nearby early-type galaxies: science goals and selection criteria. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 413, p. 813–836, maio 2011. 12

_____. _____. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 413, p. 813–836, maio 2011. [102](#)

CARDELLI, J. A.; CLAYTON, G. C.; MATHIS, J. S. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. **The Astrophysical Journal**, v. 345, p. 245–256, out. 1989. [39](#)

DAVIES, R. L.; EFSTATHIOU, G.; FALL, S. M.; ILLINGWORTH, G.; SCHECHTER, P. L. The kinematic properties of faint elliptical galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 266, p. 41–57, mar. 1983. [12](#), [49](#)

DEKEL, A.; BIRNBOIM, Y.; ENGEL, G.; FREUNDLICH, J.; GOERDT, T.; MUMCUOGLU, M.; NEISTEIN, E.; PICHON, C.; TEYSSIER, R.; ZINGER, E. Cold streams in early massive hot haloes as the main mode of galaxy formation. **Nature**, v. 457, p. 451–454, jan. 2009. [6](#)

D'ONOFRIO, M.; CAPACCIOLI, M.; MERLUZZI, P.; ZAGGIA, S.; BOULESTEIX, J. Structure and kinematics of the peculiar galaxy NGC 128. **Astronomy and Astrophysics**, v. 134, p. 437–451, fev. 1999. [77](#), [87](#), [115](#), [117](#)

Dressler, A. Galaxy morphology in rich clusters - Implications for the formation and evolution of galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 236, p. 351–365, mar. 1980. [16](#)

Dressler, A.; Oemler JR., A.; Couch, W. J.; Smail, I.; Ellis, R. S.; Barger, A.; Butcher, H.; Poggianti, B. M.; Sharples, R. M. Evolution since $z = 0.5$ of the Morphology-Density Relation for Clusters of Galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 490, p. 577–591, dez. 1997. [16](#)

EGGEN, O. J.; LYNDEN-BELL, D.; SANDAGE, A. R. Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed. **The Astrophysical Journal**, v. 136, p. 748, nov. 1962. [4](#), [5](#), [12](#)

EIGENTHALER, P.; Zeilinger, W. W. Age and metallicity gradients in fossil ellipticals. **Astronomy and Astrophysics**, v. 553, p. A99, maio 2013. [12](#)

ELLISON, S. L.; NAIR, P.; PATTON, D. R.; SCUDDER, J. M.; MENDEL, J. T.; SIMARD, L. The impact of gas inflows on star formation rates and metallicities in barred galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 416, p. 2182–2192, set. 2011. [87](#)

EUFRASIO, R. T.; DWEK, E.; ARENDT, R. G.; MELLO, D. F. de; GADOTTI, D. A.; URRUTIA-VISCARRA, F.; OLIVEIRA, C. Mendes de; Benford, D. J. Star Formation Histories across the Interacting Galaxy NGC 6872, the Largest-known Spiral. **The Astrophysical Journal**, v. 795, p. 89, nov. 2014. [77](#), [87](#)

FABER, S. M.; FRIEL, E. D.; BURSTEIN, D.; GASKELL, C. M. Old stellar populations. II - an analysis of K-giant spectra. **Astronomy and Astrophysics**, v. 57, p. 711–741, abr. 1985. [12](#), [36](#)

FAGOTTO, F.; BRESSAN, A.; BERTELLI, G.; CHIOSI, C. Evolutionary sequences of stellar models with new radiative opacities. IV. $Z=0.004$ and $Z=0.008$. **Astronomy and Astrophysics**, v. 105, maio 1994. [34](#)

FALCÓN-BARROSO, J.; SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ, P.; VAZDEKIS, A.; RICCIARDELLI, E.; CARDIEL, N.; CENARRO, A. J.; GORGAS, J.; PELETIER, R. F. An updated MILES stellar library and stellar population models. **Astronomy and Astrophysics**, v. 532, p. A95, ago. 2011. [34](#)

FAMAHEY, B.; JORISSEN, A.; LURI, X.; MAYOR, M.; UDRY, S.; DEJONGHE, H.; TURON, C. Local kinematics of K and M giants from CORAVEL/Hipparcos/Tycho-2 data. Revisiting the concept of superclusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 430, p. 165–186, jan. 2005. [51](#)

FERNANDES, R. C.; MATEUS, A.; Sodr e, L.; STASIŃSKA, G.; Gomes, J. M. Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - I. Spectral synthesis method. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 358, p. 363–378, abr. 2005. [11](#), [39](#)

FRANX, M.; ILLINGWORTH, G.; HECKMAN, T. Major and minor axis kinematics of 22 ellipticals. **The Astrophysical Journal**, v. 344, p. 613–636, set. 1989. [49](#)

GIRARDI, L.; BRESSAN, A.; BERTELLI, G.; CHIOSI, C. Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to $7 M_{sun}$, and from $Z=0.0004$ to 0.03. **Astronomy and Astrophysics**, v. 141, p. 371–383, fev. 2000. [34](#)

GIRARDI, L.; BRESSAN, A.; CHIOSI, C.; BERTELLI, G.; NASI, E. Evolutionary sequences of stellar models with new radiative opacities. VI. $Z=0.0001$. **Astronomy and Astrophysics**, v. 117, p. 113–125, maio 1996. [34](#)

- GIURICIN, G.; MARINONI, C.; CERIANI, L.; PISANI, A. Nearby Optical Galaxies: Selection of the Sample and Identification of Groups. **The Astrophysical Journal**, v. 543, p. 178–194, nov. 2000. 16
- GORDON, K. D.; CLAYTON, G. C.; MISSELT, K. A.; LANDOLT, A. U.; WOLFF, M. J. A Quantitative Comparison of the Small Magellanic Cloud, Large Magellanic Cloud, and Milky Way Ultraviolet to Near-Infrared Extinction Curves. **The Astrophysical Journal**, v. 594, p. 279–293, set. 2003. 39
- JABLONSKI, F.; BAPTISTA, R.; BARROSO, J.; GNEIDING, C. D.; RODRIGUES, F.; CAMPOS, R. P. Calibration of the UBVRI high-speed photometer of Laboratório Nacional de Astrofísica, Brazil. , v. 106, p. 1172–1183, nov. 1994. 24
- JORGENSEN, I.; FRANX, M.; KJAERGAARD, P. Spectroscopy for E and S0 galaxies in nine clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 276, p. 1341–1364, out. 1995. 57
- KENNICUTT JR., R. C. Star Formation in Galaxies Along the Hubble Sequence. **Astronomy and Astrophysics**, v. 36, p. 189–232, 1998. 36
- KOLEVA, M.; PRUGNIEL, P.; RIJCKE, S. de; ZEILINGER, W. W. Age and metallicity gradients in early-type galaxies: a dwarf-to-giant sequence. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 417, p. 1643–1671, nov. 2011. 95
- KUIJKEN, K.; MERRIFIELD, M. R. A New Method for Obtaining Stellar Velocity Distributions from Absorption-Line Spectra - Unresolved Gaussian Decomposition. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 264, p. 712, out. 1993. 49
- LACEY, C.; COLE, S. Merger rates in hierarchical models of galaxy formation. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 262, p. 627–649, jun. 1993. 5, 6, 12
- MA, C.-P.; GREENE, J. E.; MCCONNELL, N.; JANISH, R.; BLAKESLEE, J. P.; THOMAS, J.; MURPHY, J. D. The MASSIVE Survey. I. A Volume-limited Integral-field Spectroscopic Study of the Most Massive Early-type Galaxies within 108 Mpc. **The Astrophysical Journal**, v. 795, p. 158, nov. 2014. 12
- MALACARNE, M. **Populações Estelares em Galáxias Elípticas: cinemática e indicadores de metalicidade e idade.** 2002. 172 p.

(INPE-10027-TDI/882). Dissertação (Mestrado em Astrofísica) — Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE), São José dos Campos, 2002. Disponível em: <<http://urlib.net/sid.inpe.br/mtc-m17@80/2007/02.15.17.37>>.

Acesso em: 20 julho. 2011. 15, 19, 27, 52, 57, 58, 59, 60

MASSAROTTI, A.; LATHAM, D. W.; STEFANIK, R. P.; FOGEL, J. Rotational and Radial Velocities for a Sample of 761 HIPPARCOS Giants and the Role of Binarity. **The Astrophysical Journal**, v. 135, p. 209–231, jan. 2008. 51

MATTEO, P. D.; COMBES, F.; MELCHIOR, A.-L.; SEMELIN, B. Star formation efficiency in galaxy interactions and mergers: a statistical study. **Astronomy and Astrophysics**, v. 468, p. 61–81, jun. 2007. 6

MCDERMID, R. M.; EMSELLEM, E.; SHAPIRO, K. L.; BACON, R.; BUREAU, M.; CAPPELLARI, M.; DAVIES, R. L.; ZEEUW, T. de; FALCÓN-BARROSO, J.; KRAJNOVIĆ, D.; KUNTSCHEMER, H.; PELETIER, R. F.; SARZI, M. The SAURON project - VIII. OASIS/CFHT integral-field spectroscopy of elliptical and lenticular galaxy centres. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 373, p. 906–958, dez. 2006. 58

MCWILLIAM, A. Abundance Ratios and Galactic Chemical Evolution. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 35, p. 503–556, 1997. 10

MO H., B. V. W. S. **Galaxy Formation and Evolution**. [S.l.: s.n.], 2010. 33

MORGAN, W. W.; MAYALL, N. U. A Spectral Classification of Galaxies. , v. 69, p. 291, ago. 1956. 37

MOULD, J. R.; HUCHRA, J. P.; FREEDMAN, W. L.; KENNICUTT JR., R. C.; FERRARESE, L.; FORD, H. C.; GIBSON, B. K.; GRAHAM, J. A.; HUGHES, S. M. G.; ILLINGWORTH, G. D.; KELSON, D. D.; MACRI, L. M.; MADORE, B. F.; SAKAI, S.; SEBO, K. M.; SILBERMANN, N. A.; STETSON, P. B. The Hubble Space Telescope Key Project on the Extragalactic Distance Scale. XXVIII. Combining the Constraints on the Hubble Constant. **The Astrophysical Journal**, v. 529, p. 786–794, fev. 2000. 102

NOESKE, K. G.; WEINER, B. J. Star Formation in AEGIS Field Galaxies since $z=1.1$: The Dominance of Gradually Declining Star Formation, and the Main Sequence of Star-forming Galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 660, p. L43–L46, maio 2007. 6

OCVIRK, P.; PICHON, C.; LANÇON, A.; THIÉBAUT, E. STECKMAP: STEllar Content and Kinematics from high resolution galactic spectra via Maximum A Posteriori. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 365, p. 74–84, jan. 2006. 36

OORT, J. H. **The Stars of High Velocity**. Tese (Doutorado) — Publications of the Kapteyn Astronomical Laboratory Groningen, vol. 40, pp.1-75, 1926. 31

PELETIER, . A critical view on stellar population synthesis. In: . [S.l.: s.n.], 2014. v. 11, p. 107–116. 10, 11, 33

PELETIER, R. F. Stellar Populations. In: _____. **Secular Evolution of Galaxies**. [S.l.: s.n.], 2013. p. 353. 10

RODIGHIERO, G.; DADDI.E.; BARONCHELLI, I.; CIMATTI, A.; RENZINI, A.; AUSSEL, H.; POPESSO, P.; LUTZ, D. The Lesser Role of Starbursts in Star Formation at $z = 2$. **The Astrophysical Journal**, v. 739, p. L40, out. 2011. 9

ROSA, I. G. de la; CARVALHO, R. R. de; ZEPF, S. E. The Fundamental Plane of Elliptical Galaxies in Compact Groups. **The Astrophysical Journal**, v. 122, p. 93–102, jul. 2001. 53

SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ, P.; GORGAS, J.; CARDIEL, N.; GONZÁLEZ, J. J. Stellar populations of early-type galaxies in different environments. II. Ages and metallicities. **Astronomy and Astrophysics**, v. 457, p. 809–821, out. 2006. 12, 34

SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ, P.; ROSALES-ORTEGA, F. F.; MÉNDEZ-ABREU, J.; PÉRES, I.; SÁNCHEZ, S. F.; ZIBETTI, S.; AGUERRI, J. A. L.; BLAND-HAWTHORN, J.; . Stellar population gradients in galaxy discs from the CALIFA survey. The influence of bars. **Astronomy and Astrophysics**, v. 570, p. A6, out. 2014. 12

SÁNCHEZ, S. F.; KENNICUTT, R. C.; PAZ, A. Gil de; VEN, G. van de; VÍLCHEZ, J. M.; WISOTZKI, L.; WALCHER, C. J.; MAST, D.; AGUERRI, J. A. L.; ALBIOL-PÉREZ, S.; ALONSO-HERRERO, A.; ALVES, J. a. CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey. I. Survey presentation. **Astronomy and Astrophysics**, v. 538, p. A8, fev. 2012. 12

SARGENT, W. L. W.; SCHECHTER, P. L.; BOKSENBERG, A.; SHORTRIDGE, K. Velocity dispersions for 13 galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 212, p. 326–334, mar. 1977. 49

SCHNEIDER, P. **Extragalactic Astronomy and Cosmology: an introduction.** [S.l.: s.n.], 2006. 9

SEARLE, L.; ZINN, R. Compositions of halo clusters and the formation of the galactic halo. **The Astrophysical Journal**, v. 225, p. 357–379, out. 1978. 4

SKILLMAN, E. D.; KENNICUTT JR., R. C.; SHIELDS, G. A.; ZARITSKY, D. Chemical Abundances in Virgo Spiral Galaxies. II. Effects of Cluster Environment. **The Astrophysical Journal**, v. 462, p. 147, maio 1996. 1

SOUBIRAN, C.; BIENAYMÉ, O.; MISHENINA, T. V.; KOVTYUKH, V. V. Vertical distribution of Galactic disk stars. IV. AMR and AVR from clump giants. **Astronomy and Astrophysics**, v. 480, p. 91–101, mar. 2008. 51

THE LAKE COUNTY ASTRONOMICAL SOCIETY. 2015. Disponível em: <http://www.lcas-astronomy.org/articles/display.php?filename=experiments_in_spectroscopy&category=observing>. Acesso em: julho maio 2015. 17

TINSLEY, B. M. Evolution of the Stars and Gas in Galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 151, p. 547, fev. 1968. 37

TODY, D. The IRAF Data Reduction and Analysis System. In: Crawford, D. L. (Ed.). **Instrumentation in astronomy VI.** [S.l.: s.n.], 1986. (Spie Digital Library, v. 627), p. 733. 19

TORTORA, C.; NAPOLITANO, N. R.; CARDONE, V. F.; CAPACCIOLI, M.; JETZER, P.; MOLINARO, R. Colour and stellar population gradients in galaxies: correlation with mass. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 407, p. 144–162, set. 2010. 12

TRAGER, S. C.; WORTHEY, G.; FABER, S. M.; BURSTEIN, D.; GONZÁLEZ, J. J. Old Stellar Populations. VI. Absorption-Line Spectra of Galaxy Nuclei and Globular Clusters. **The Astrophysical Journal**, v. 116, p. 1–28, 1998. 12, 36

TREVISAN, M.; FERRERAS, I.; ROSA, I. G. de L.; BARBERA, F. L.; CARVALHO, R. R. de. Constraints on Feedback Processes during the Formation of Early-type Galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 752, p. L27, jun. 2012. 12

VAUCOULEURS, G. de; VAUCOULEURS, A. de; CORWIN JR., H. G.; BUTA, R. J.; PATUREL, G.; FOUQUÉ, P. **Third Reference Catalogue of Bright Galaxies. Volume I: Explanations and references. Volume II: Data for**

galaxies between 0^h and 12^h . Volume III: Data for galaxies between 12^h and 24^h . [S.l.: s.n.], 1991. 15

VAZDEKIS, A.; CASUSO, E.; PELETIER, R. F.; BECKMAN, J. E. A New Chemo-evolutionary Population Synthesis Model for Early-Type Galaxies. I. Theoretical Basis. **The Astrophysical Journal**, v. 106, p. 307, out. 1996. 37

VAZDEKIS, A.; COELHO, P.; CASSISI, S.; RICCIARDELLI, E.; FALCÓN-BARROSO, J.; SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ, P.; BARBERA, F. L.; BEASLEY, M. A.; PIETRINFERNI, A. Evolutionary stellar population synthesis with MILES - II. Scaled-solar and α -enhanced models. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 449, p. 1177–1214, maio 2015. 32, 33, 34

WILKISON MICROWAVE ANISOTROPY PROBE. 2014. Disponível em: <<http://map.gsfc.nasa.gov/media/101082/index.html>>. Acesso em: 20 maio 2014. 2

WORTHEY, G.; FABER, S. M.; GONZALEZ, J. J.; BURSTEIN, D. Old stellar populations. 5: Absorption feature indices for the complete LICK/IDS sample of stars. **The Astrophysical Journal**, v. 94, p. 687–722, out. 1994. 12, 36

ZEEUW, P. T. de; BUREAU, M.; EMSELLEM, E.; BACON, R.; CAROLLO, C. M.; COPIN, Y.; DAVIES, R. L.; KUNTSCHNER, H.; MILLER, B. W.; MONNET, G.; PELETIER, R. F.; VEROLME, E. K. The SAURON project - II. Sample and early results. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 329, p. 513–530, jan. 2002. 12

APÊNDICE A - Configuração Instrumental


		LNA / OBSERVATÓRIO DO PICO DOS DIAS	
FICHA DE CONFIGURAÇÃO INSTRUMENTAL			
INSTRUMENTO: ESPECTRÓGRAFO CASSEGRAIN f/10			
OBSERVADOR: André Milone		Nº MISSÃO: P-10	DATA: 26/07/2000
REDE: 600/500			ORDEM: 1 D
ESCALA DE DISPERSÃO (nm/pix): ~ 0.20		ESCALA DE FENDA (" /100µm): 1.25	
ESCALA ESPACIAL NO DETETOR (" /pix): 1		ÂNGULO DE POSIÇÃO DA FENDA: E - W	
λ CENTRAL (nm)	535	490	
COBERTURA (nm)	~ 430 a 640	~ 384 a 596	
ÂNGULO DA REDE	-10° 11'	-9° 19'	
FOCO COLIMADOR	3.0	2.25	
FWHM (Fenda 100µm) (em pixels)	~ 2.2	~ 2.2	
FILTRO (OBJETO)	GG385 (#5)	GG385 (#5) GG385 (#2)	
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: 5 e ⁻ / ADU	
RÚIDO DE LEITURA: 4.1 e ⁻		DIMENSÃO PIXEL (µm): 24 x 24	
FORMATO: [285:621, *]		POSIÇÃO DO OVERSCAN: 1025 - 1050	

Figura A.1 - Configuração Instrumental utilizada nas Observações

APÊNDICE B - Síntese para uma abertura total de NGC5796

A título de teste foi extraído um único espectro de abertura para a galáxia NGC5796. Este espectro corresponde a luz integrada dentro de um $1 R_e$, a esse espectro aplicamos a síntese de populações estelares com o objetivo de verificar se os parâmetros recuperados seriam semelhantes aos obtidos para as outras aberturas. Os ajustes obtidos podem ser vistos na Figura E.1.

As medidas de idade e metalicidade obtidas para cada um dos modelos são apresentadas na Tabela B.1. Comparando essas medidas com as obtidas para a região central da mesma galáxia (veja Tabelas 4.2 e 4.3) os valores são concordantes.

Tabela B.1 - Medidas obtidas para um espectro de abertura total da galáxia NGC5796.

	VZ15	BC03
Idade	13,36	13,86
[Z]	0,25	0,3

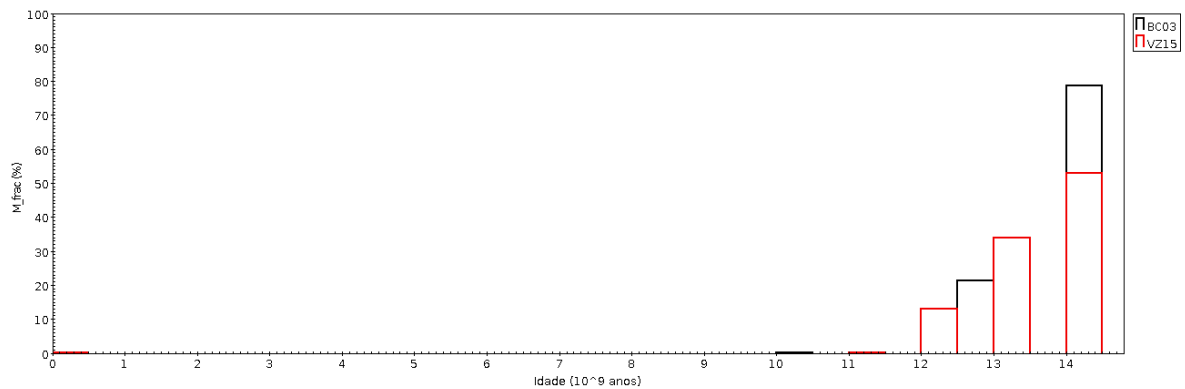
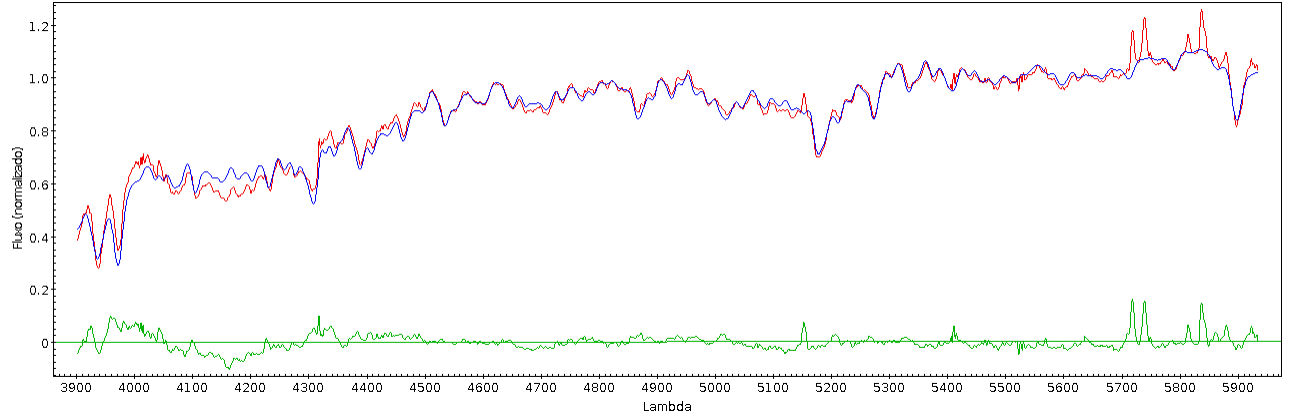
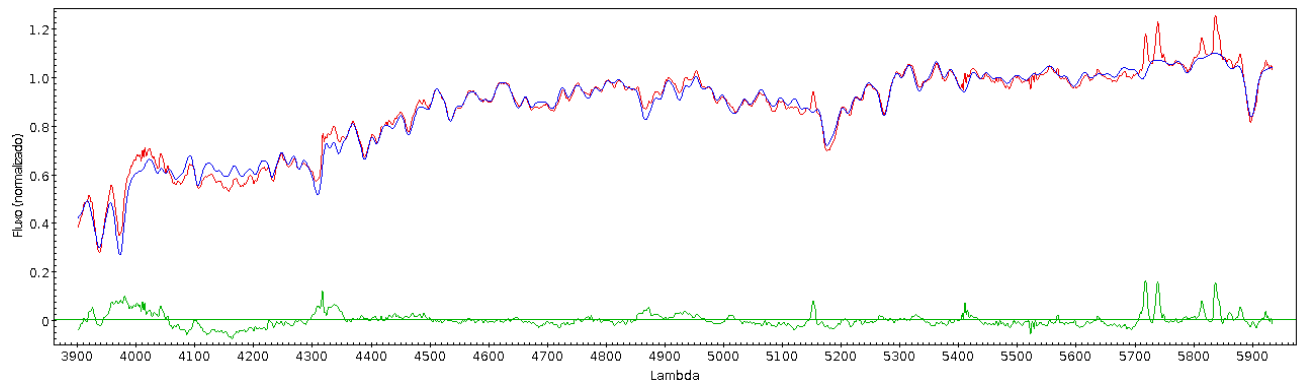


Figura B.1 - Histórico de formação estelar para o espectro de abertura total de NGC5796.



(a) Ajuste utilizando o modelo BC03.



(b) Ajuste utilizando o modelo VZ15.

Figura B.2 - Melhores ajustes de síntese de populações para a abertura total da galáxia NGC5796. Nas figuras acima são representados os melhores ajustes segundo cada grade de modelos de SSPs com uso do STARLIGHT. O eixo x representa o intervalo de λ e o eixo y representa o fluxo normalizado pelo fluxo no comprimento de onda 4020 Å. As linhas vermelhas representam os espectros observados (O_λ), linhas azuis representam os espectros sintéticos (M_λ) ajustados a partir da síntese e linhas verdes representam o resíduo ($O_\lambda - M_\lambda$) para cada ajuste..

APÊNDICE C -Espectros de Abertura para as galáxias da amostra

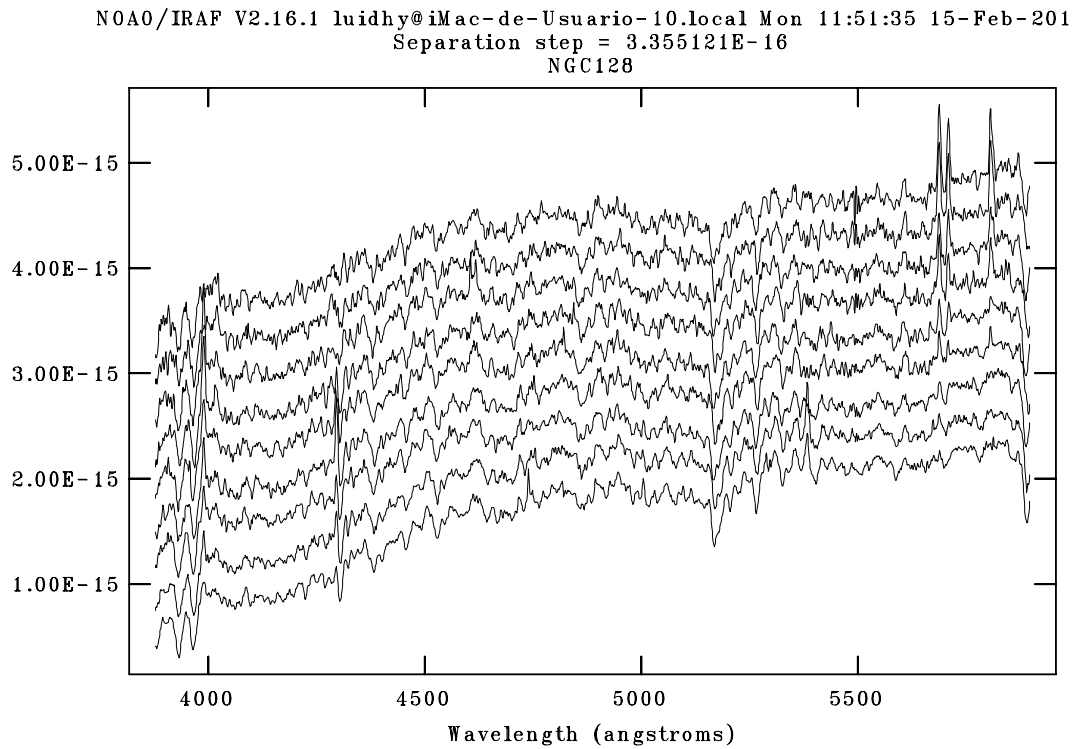


Figura C.1 - Espectros de abertura para a galáxia NGC128 ao longo do seu eixo maior.

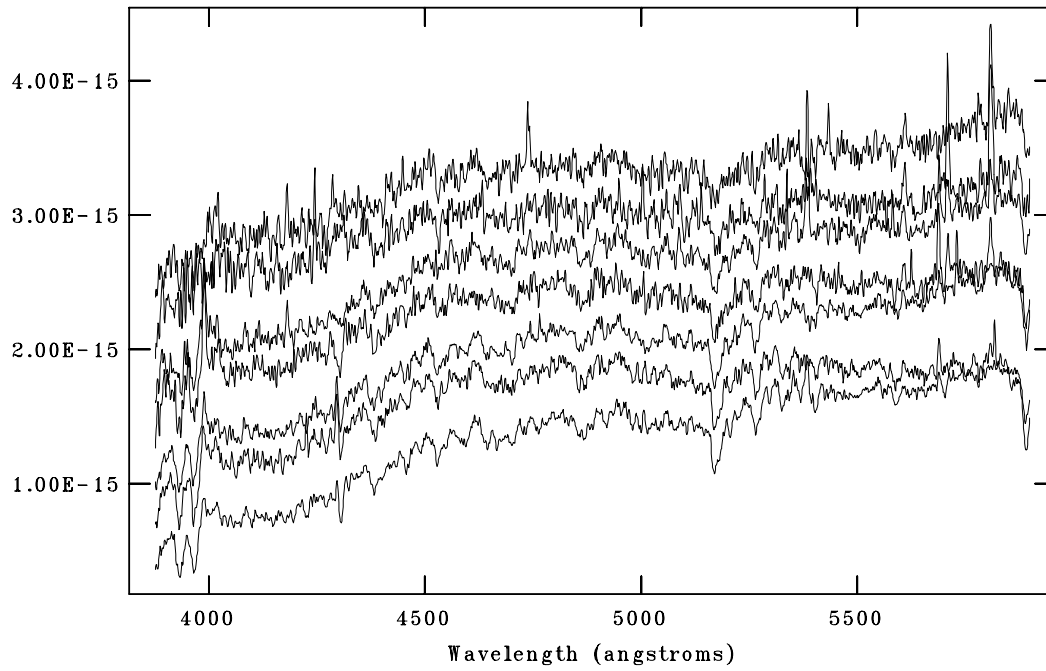


Figura C.2 - Espectros de abertura para a galáxia NGC128 ao longo do seu eixo menor.

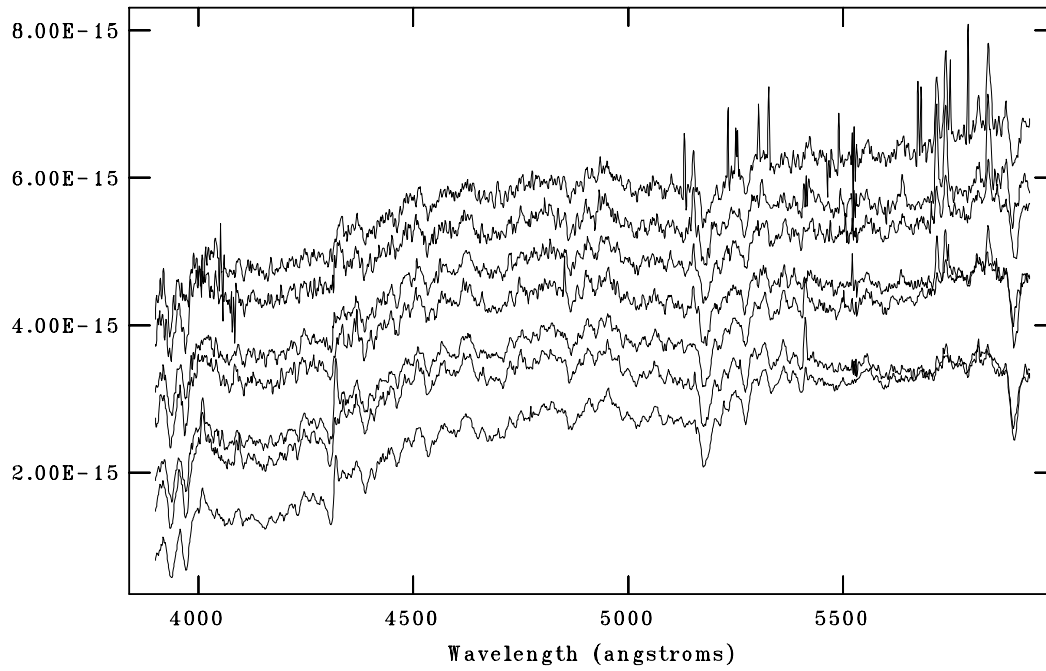


Figura C.3 - Espectros de abertura para a galáxia NGC5796 ao longo do seu eixo fotométrico maior.

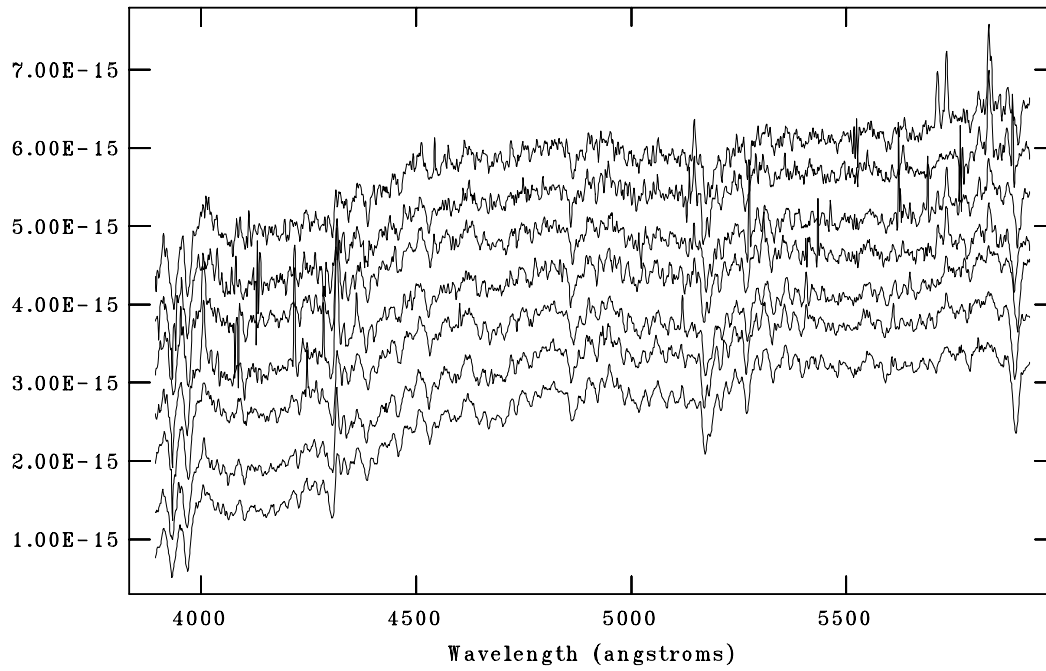


Figura C.4 - Espectros de abertura para a galáxia NGC6851 ao longo do seu eixo maior.

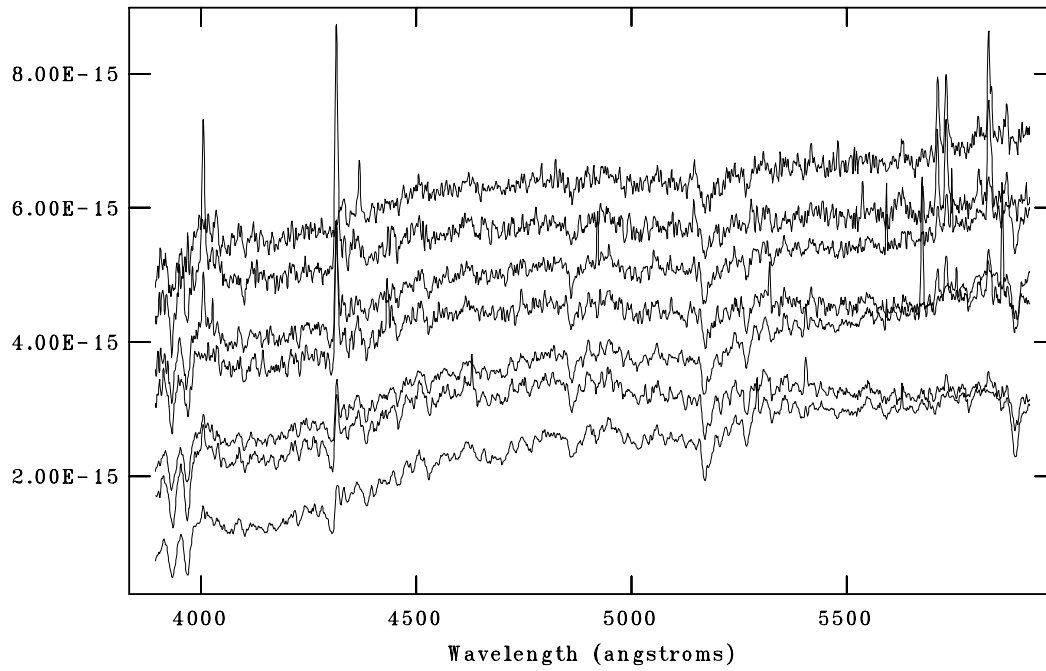


Figura C.5 - Espectros de abertura para a galáxia NGC6851 ao longo do seu eixo menor.

APÊNDICE D -Polinômios de ajuste das funções de correlação cruzada

Para a função 00jul27

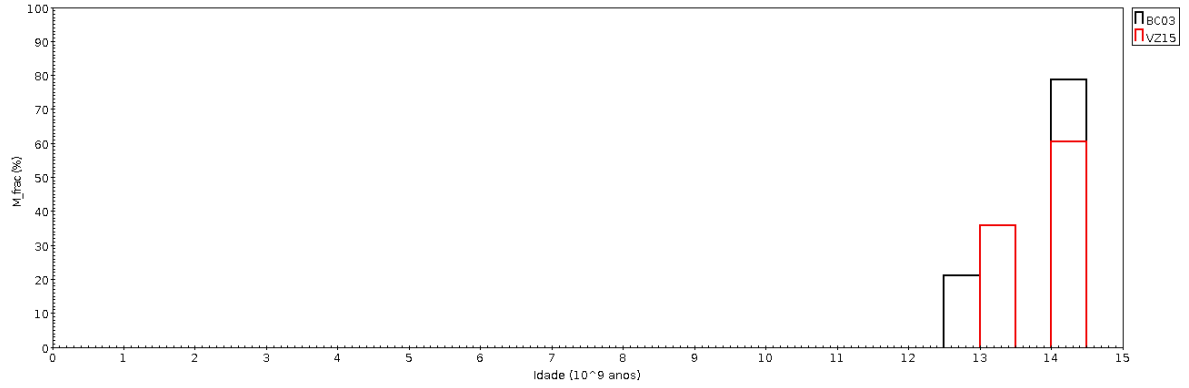
Para todas as curvas foram ajustados polinômios de terceira ordem, como dados pela Equação abaixo:

$$f(x) = a_0 + a_1x + a_2x^2 + a_3x^3 \quad (\text{D.1})$$

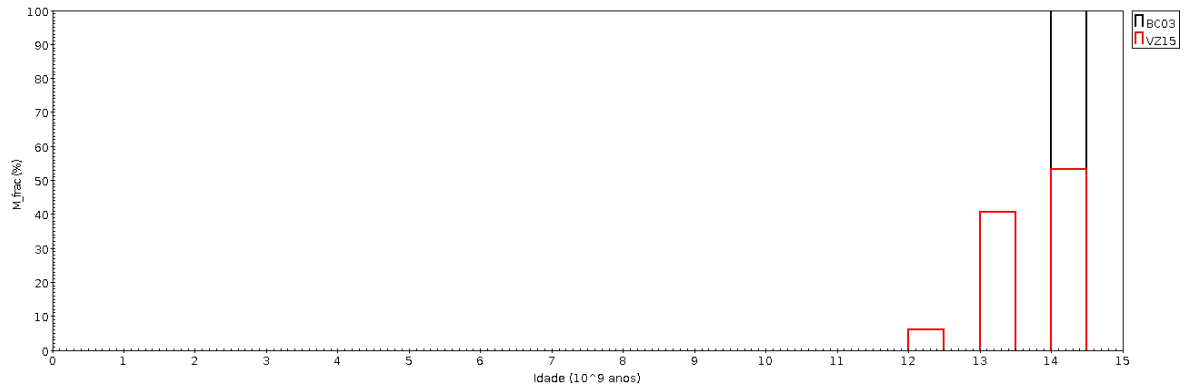
Os respectivos coeficientes para cada uma das curvas são dados abaixo:

- HR7148: $a_0 = -1.124314657772144 \times 10^3 \pm 1.561598397951513 \times 10^2$, $a_1 = 7.193415668104167 \pm 1.131428041900131$, $a_2 = -1.266935570500170 \times 10^{-2} \pm 2.625953622321482 \times 10^{-2}$, $a_3 = 8.522744651292758 \times 10^{-2} \pm 1.961260034388474 \times 10^{-6}$.
- HR7149: $a_0 = -1.010222273475780 \times 10^3 \pm 1.283120263666398 \times 10^2$, $a_1 = 6.584811811513227 \pm 9.427697186439815 \times 10^{-1}$, $a_2 = -1.156912870018817e \times 10^{-2} \pm 2.212547094819872 \times 10^{-3}$, $a_3 = 7.850702888332706 \times 10^{-6} \pm 1.667213094888607 \times 10^{-6}$.
- HR8841: $a_0 = -1.083311120839415 \times 10^3 \pm 1.361230024910028 \times 10^2$, $a_1 = 7.010058974841575 \pm 1.000703721935534 \times 10^0$, $a_2 = -1.236619623630456 \times 10^{-2} \pm 2.355135231389291 \times 10^{-3}$, $a_3 = 8.373011378133242 \times 10^{-6} \pm 1.782565377061359 \times 10^{-6}$.

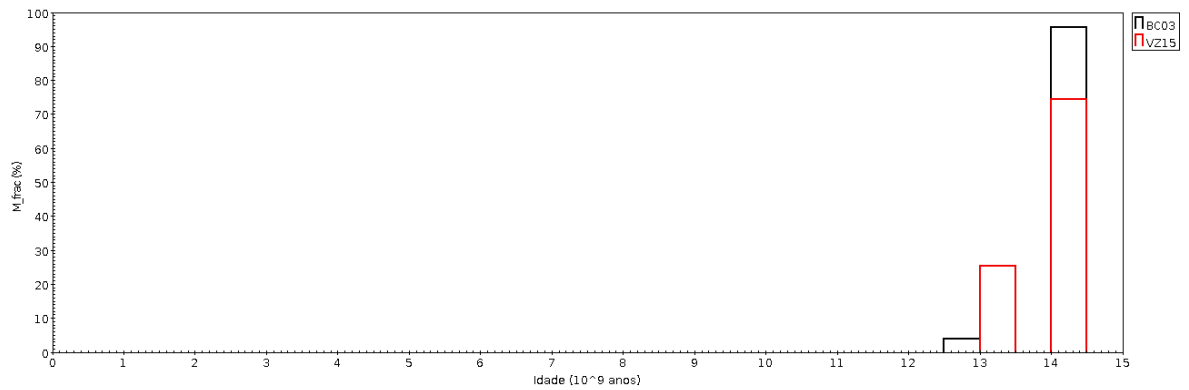
APÊNDICE E - Históricos de Formação Estelar para Cada Espectro de Abertura



(a) abertura 1.

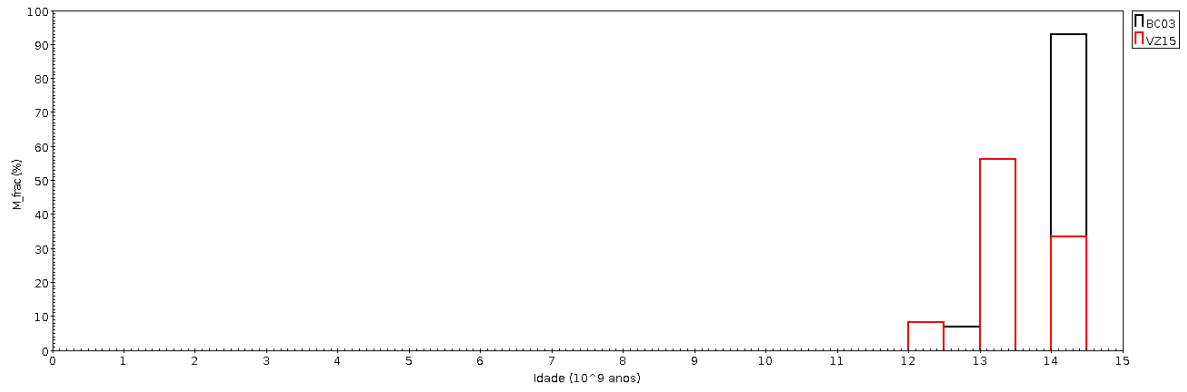


(b) abertura 2.

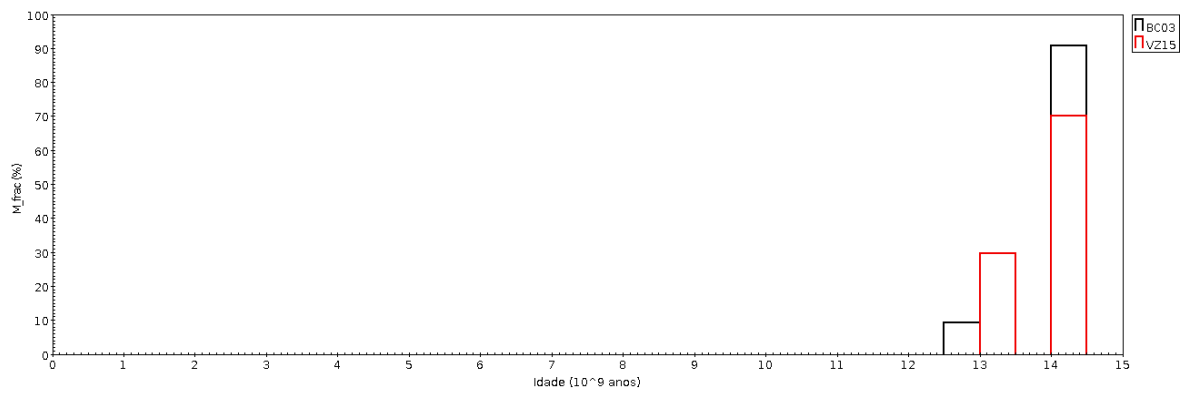


(c) abertura 3.

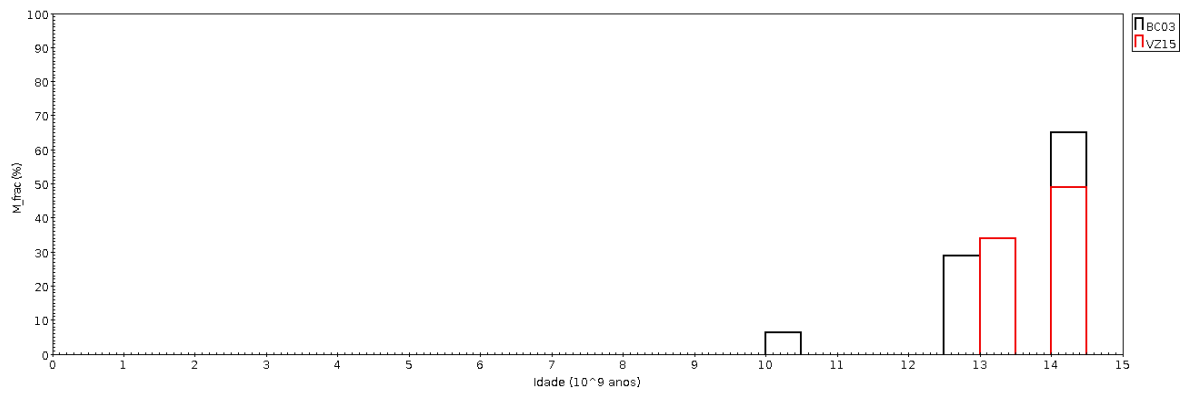
Figura E.1 - Históricos de formação estelar para cada um dos espectros de abertura de NGC5796



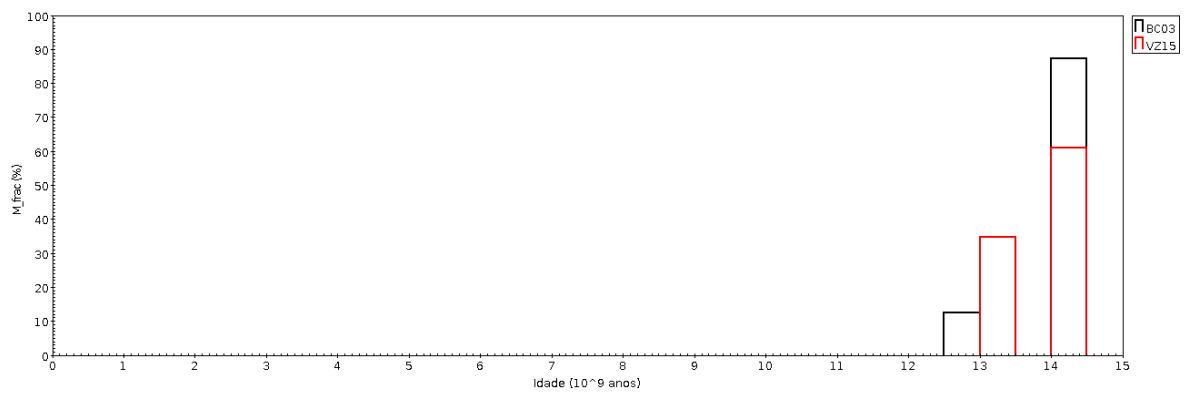
(a) abertura 4.



(b) abertura 5.

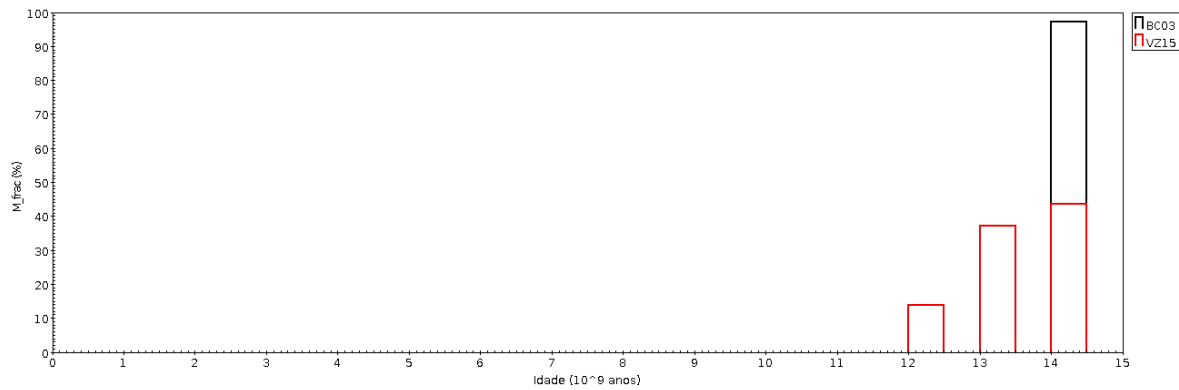


(c) abertura 6.

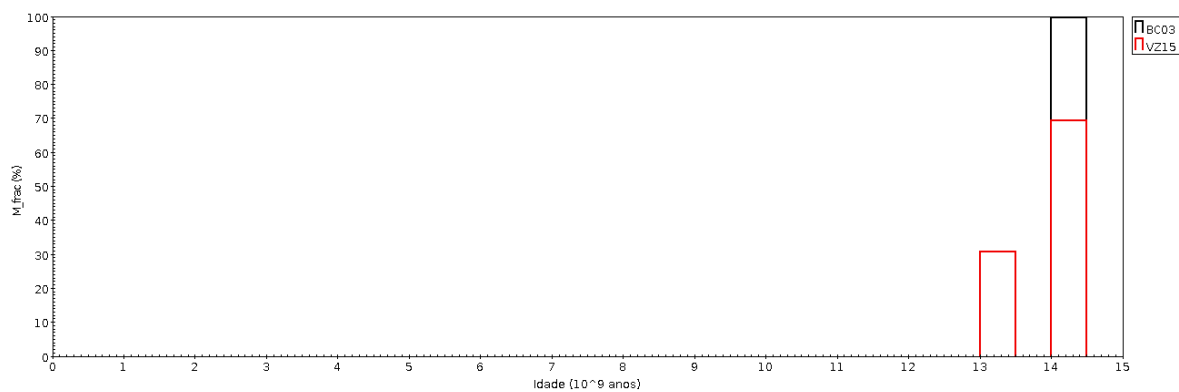


(d) abertura 7.

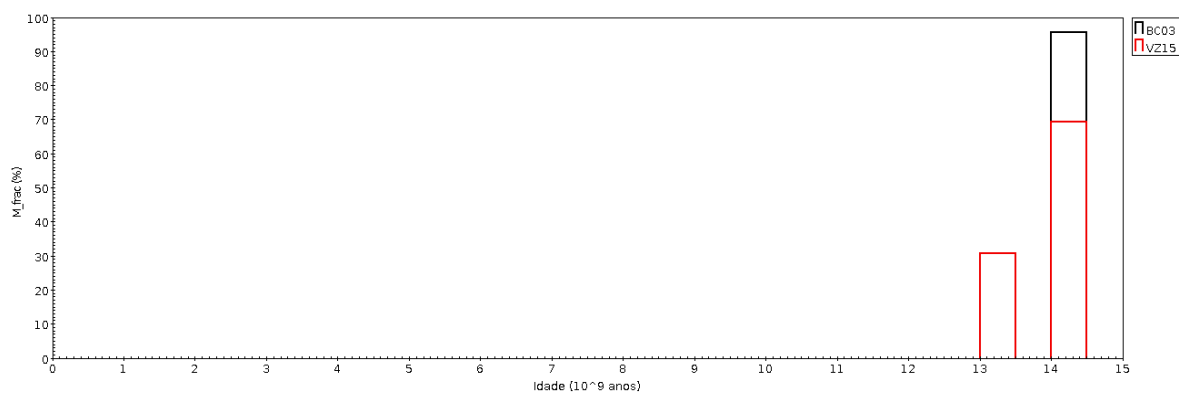
Figura E.2 - Históricos de formação estelar para cada um dos espectros de abertura de NGC5796



(a) abertura 1.

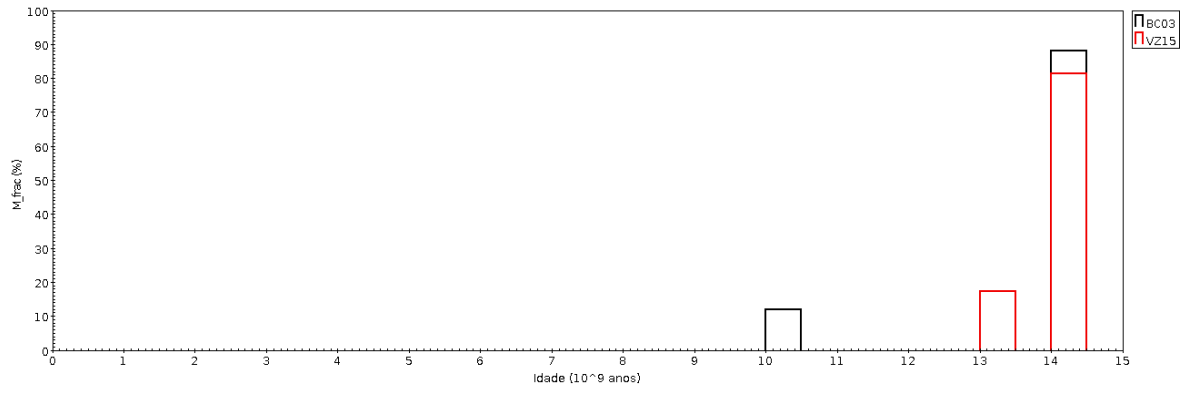


(b) abertura 2.

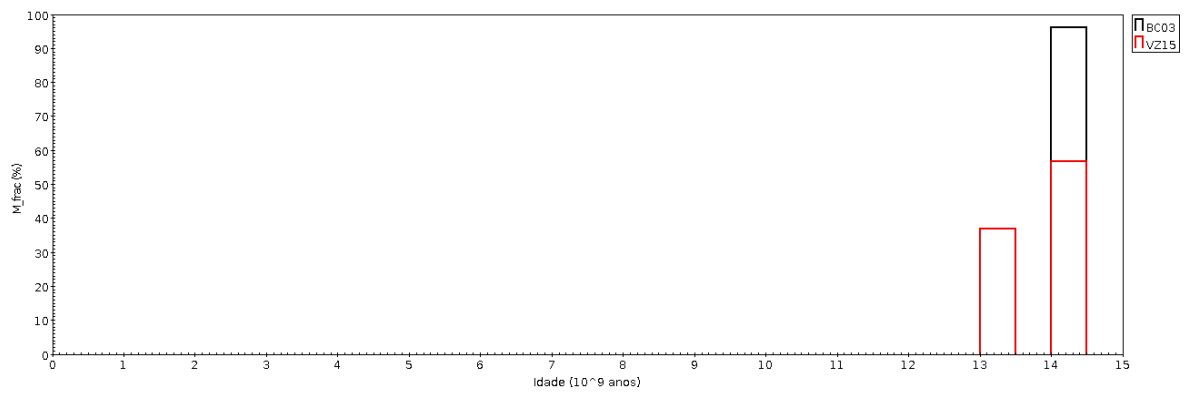


(c) abertura 3.

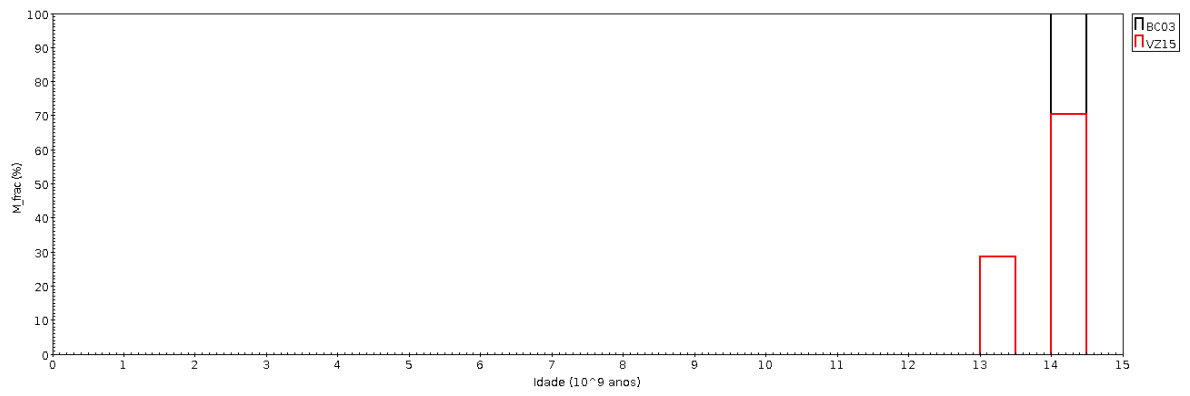
Figura E.3 - Históricos de formação estelar para cada um dos espectros de abertura de NGC128



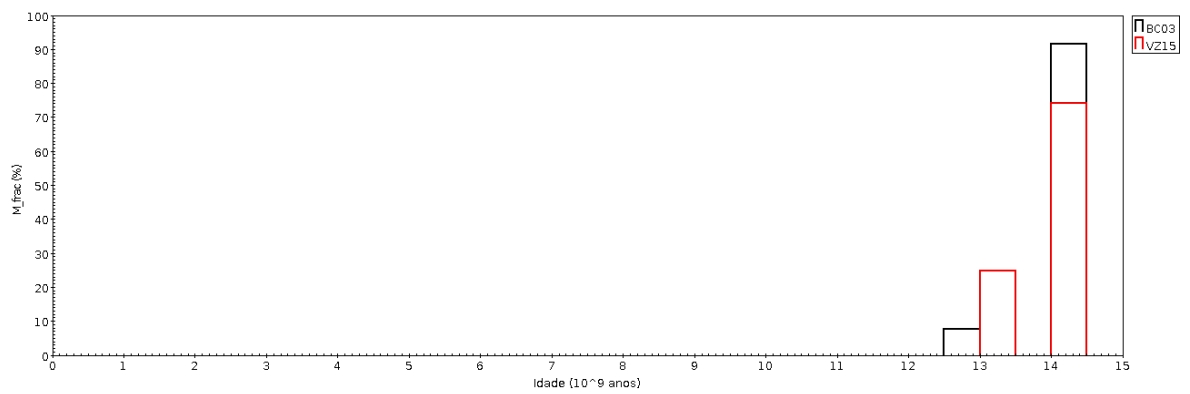
(a) abertura 4.



(b) abertura 5.

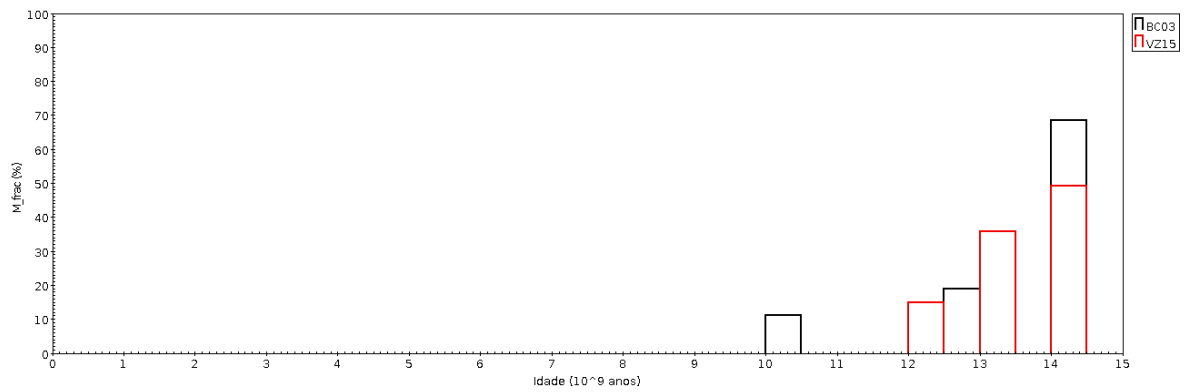


(c) abertura 6.

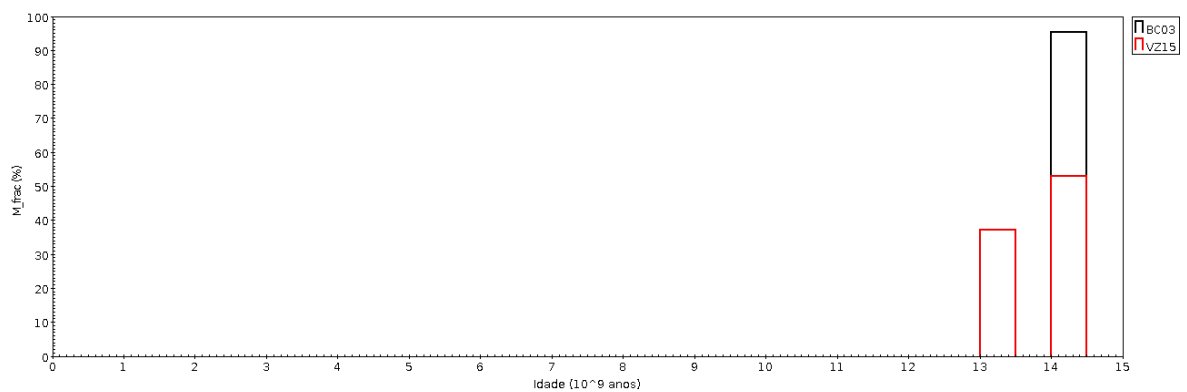


(d) abertura 7.

Figura E.4 - Históricos de formação estelar para cada um dos espectros de abertura de NGC128

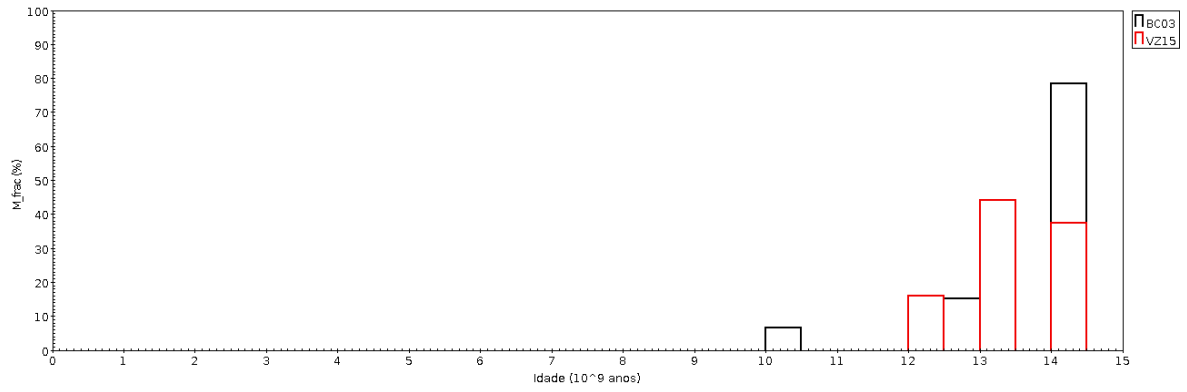


(a) abertura 8.

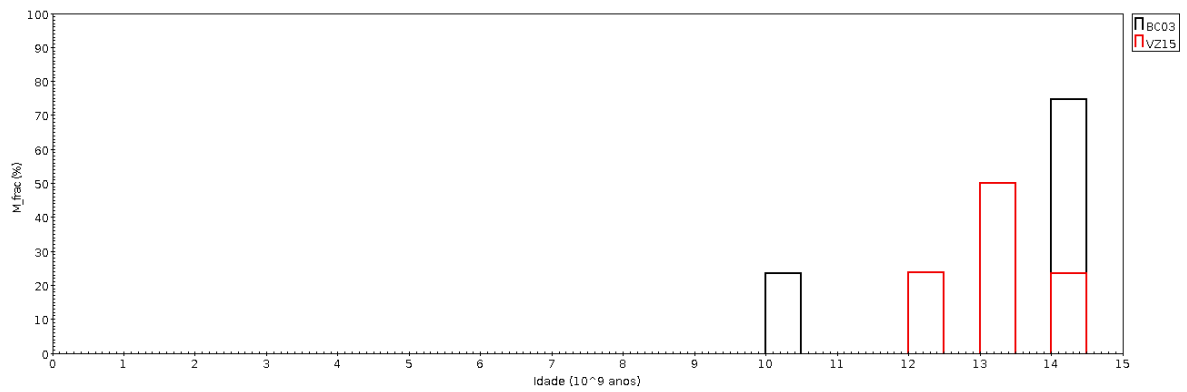


(b) abertura 9.

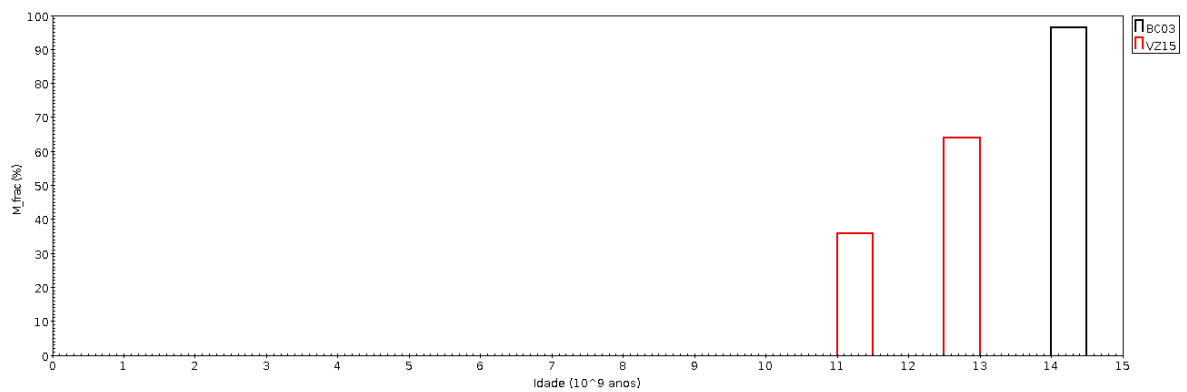
Figura E.5 - Históricos de formação estelar para cada um dos espectros de abertura de NGC128



(a) abertura 1.

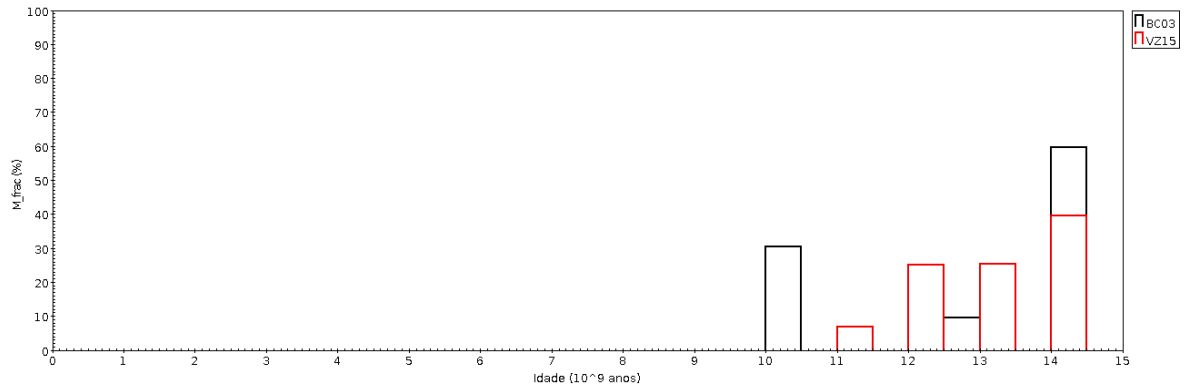


(b) abertura 2.

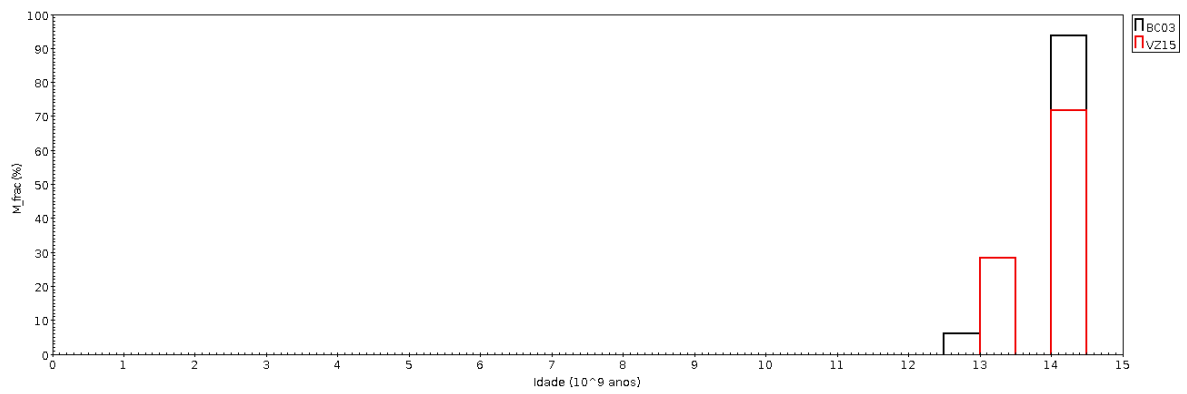


(c) abertura 3.

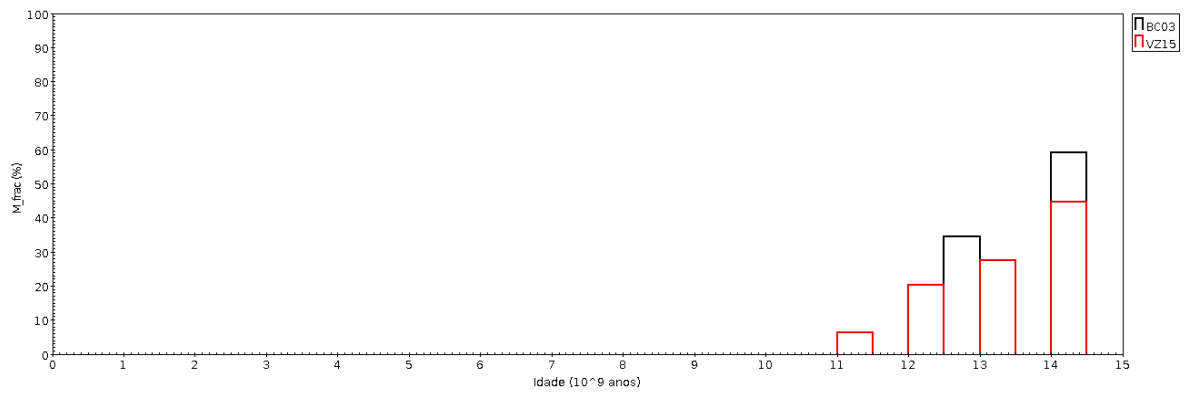
Figura E.6 - Históricos de formação estelar para cada um dos espectros de abertura de NGC128 na direção do eixo menor.



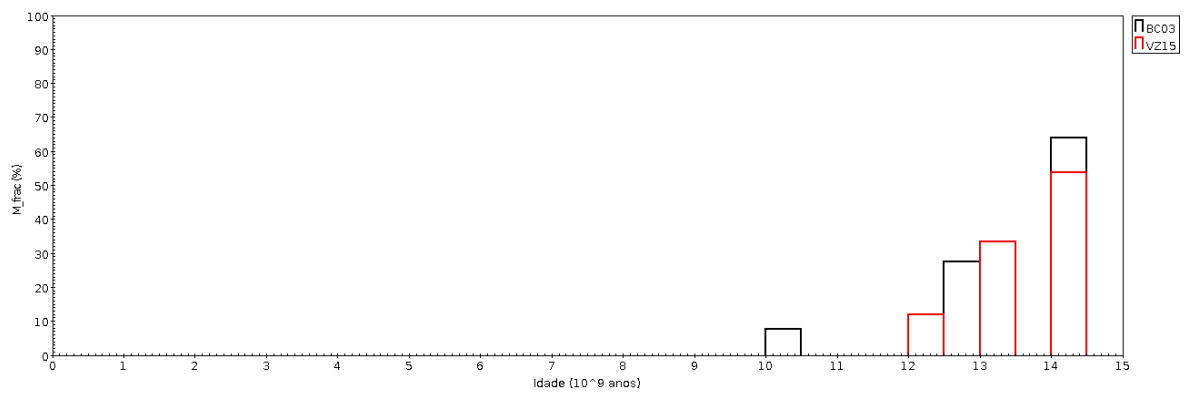
(a) abertura 4.



(b) abertura 5.

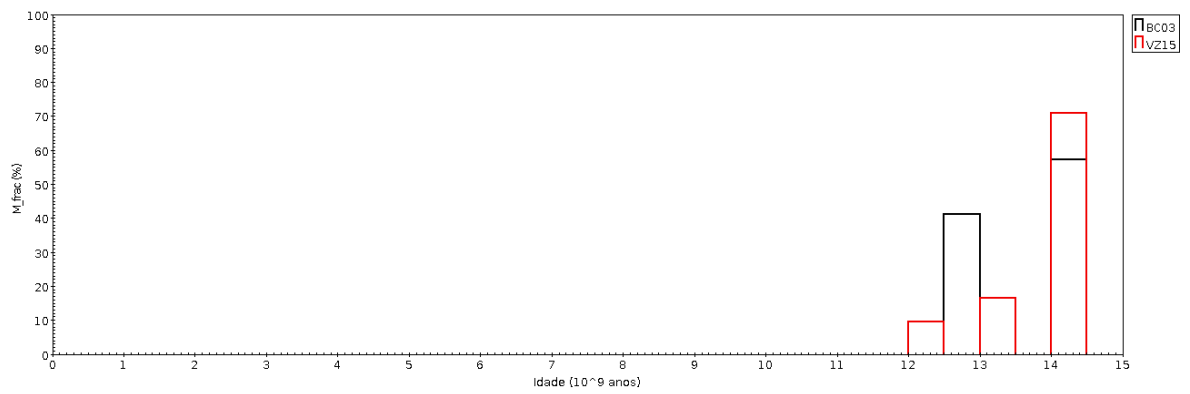


(c) abertura 6.

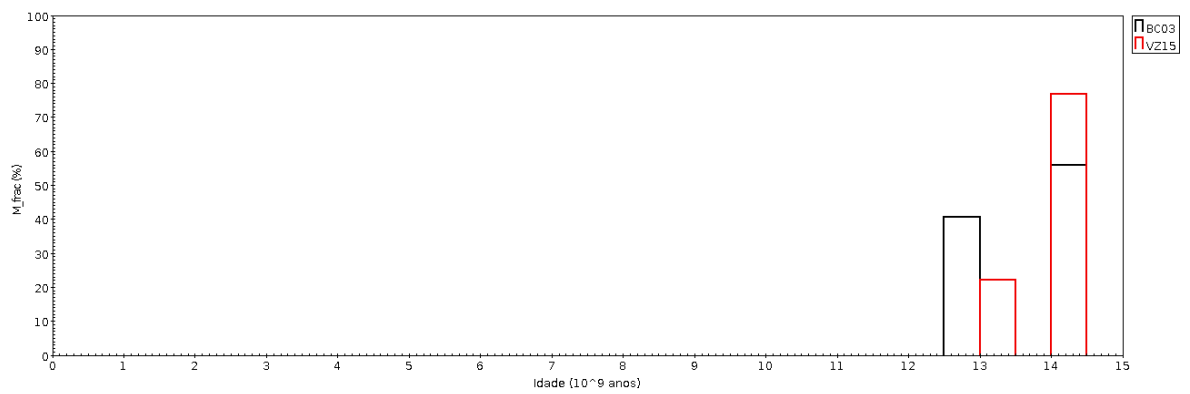


(d) abertura 7.

Figura E.7 - Históricos de formação estelar para cada um dos espectros de abertura de NGC128 na direção do eixo menor.

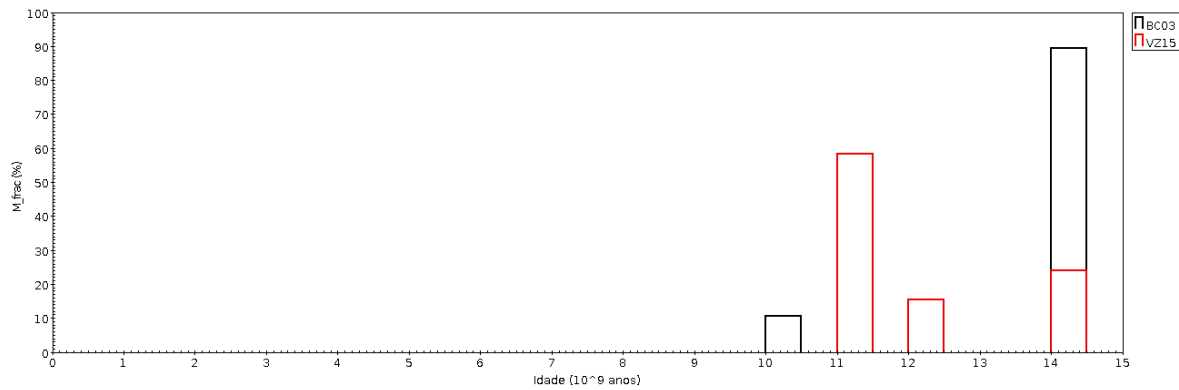


(a) abertura 8.

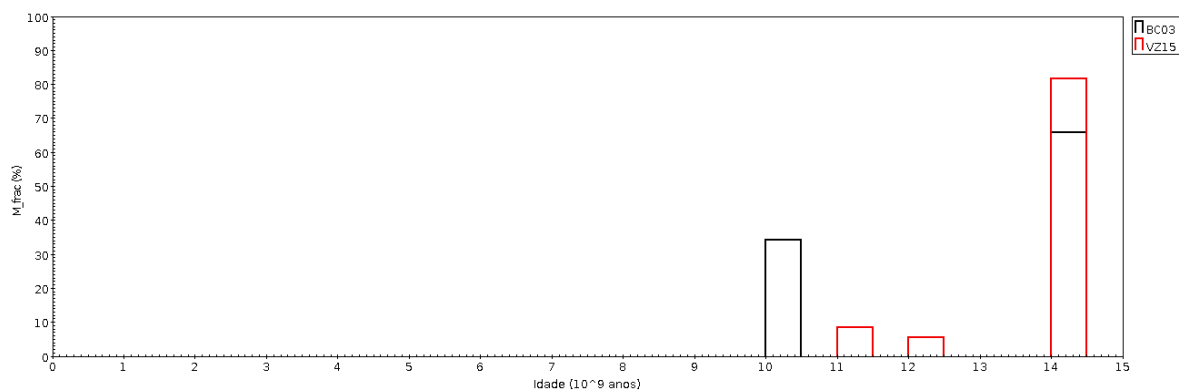


(b) abertura 9.

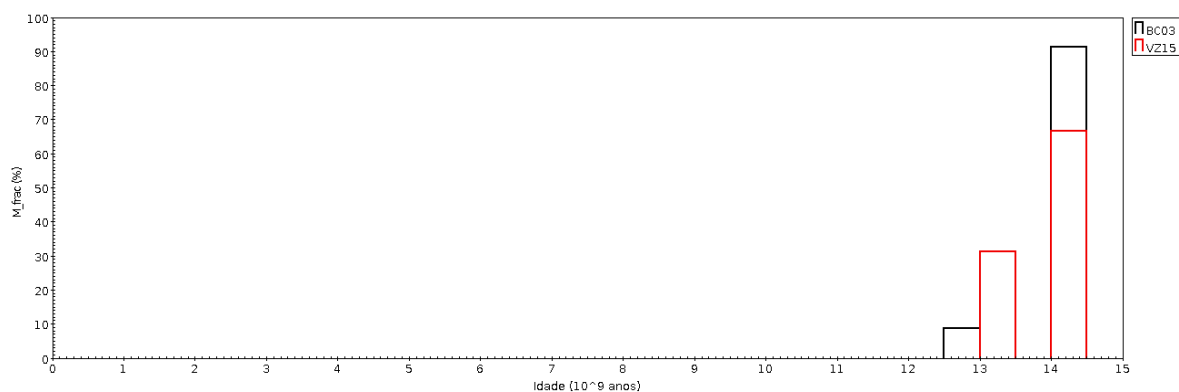
Figura E.8 - Históricos de formação estelar para cada um dos espectros de abertura de NGC128 na direção do eixo menor.



(a) abertura 1.

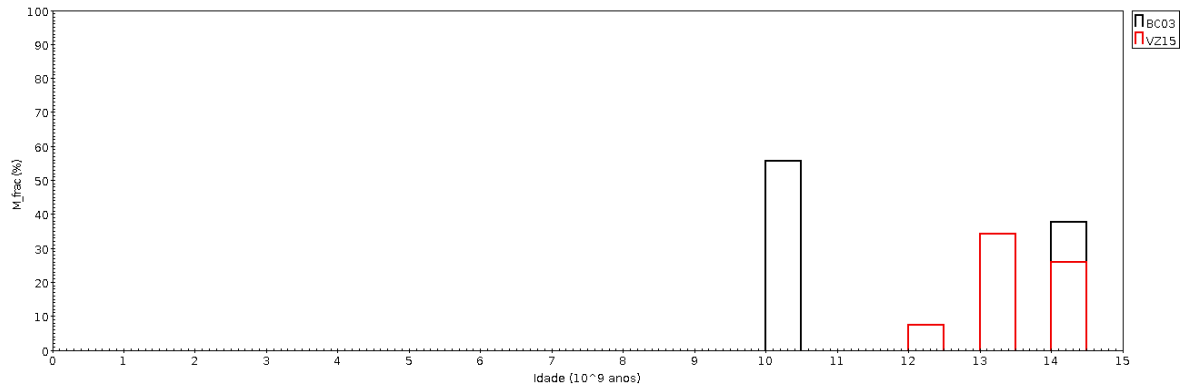


(b) abertura 2.

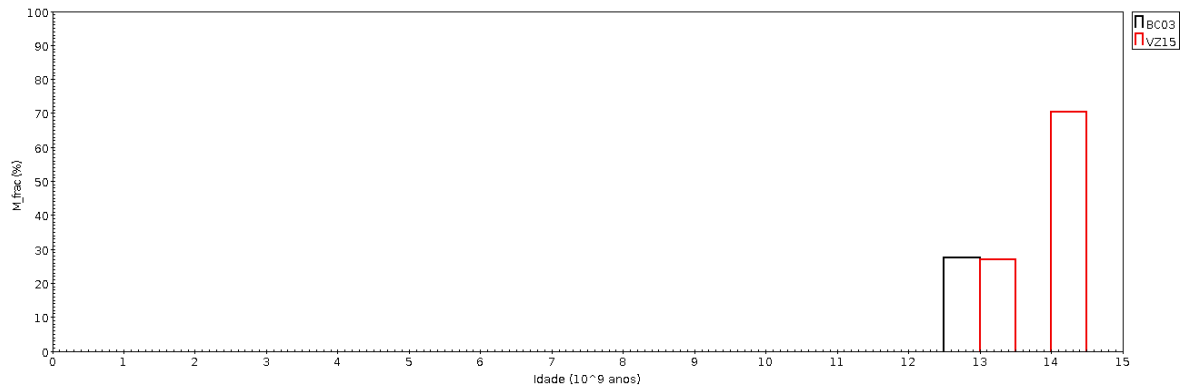


(c) abertura 3.

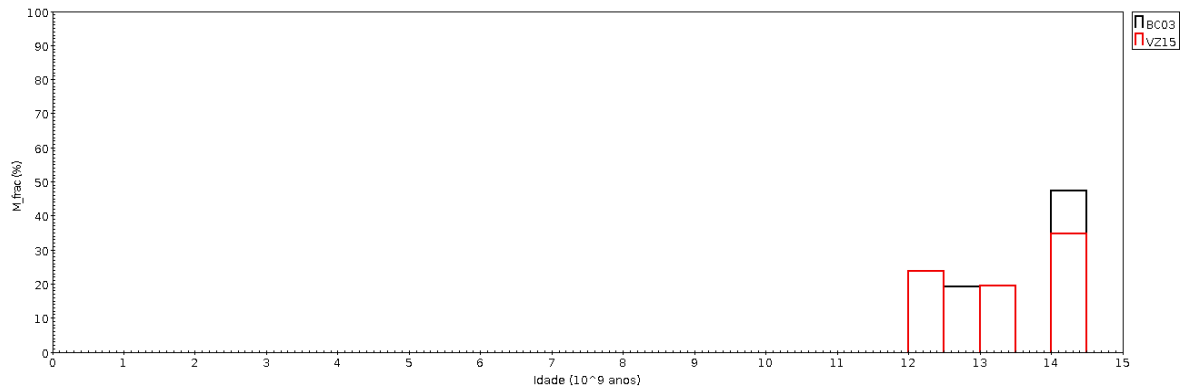
Figura E.9 - Históricos de formação estelar para cada um dos espectros de abertura de NGC6851



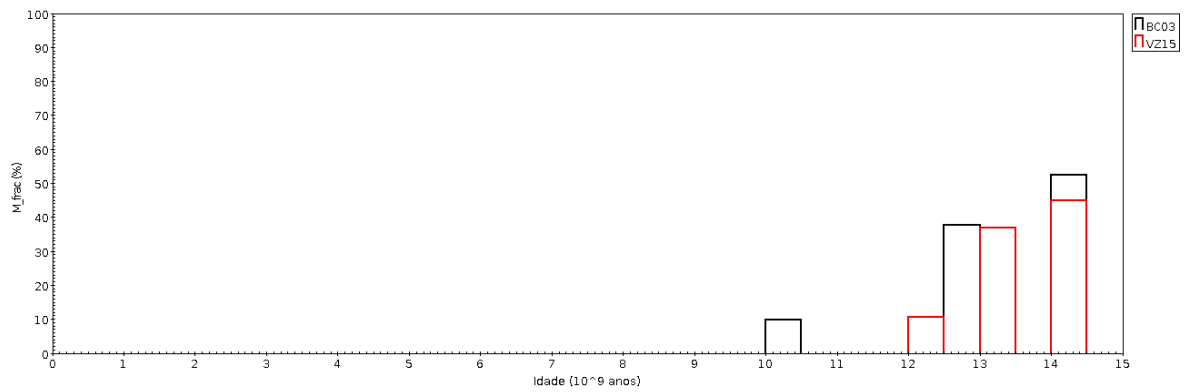
(a) abertura 4.



(b) abertura 5.

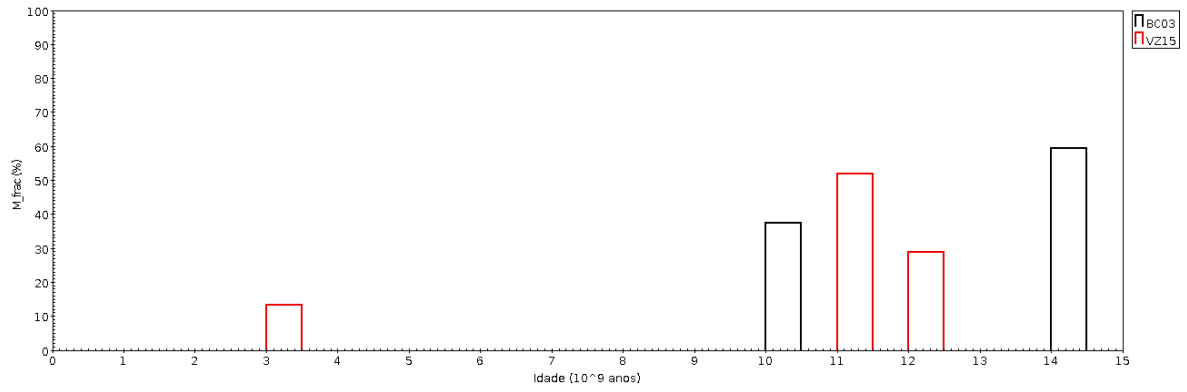


(c) abertura 6.

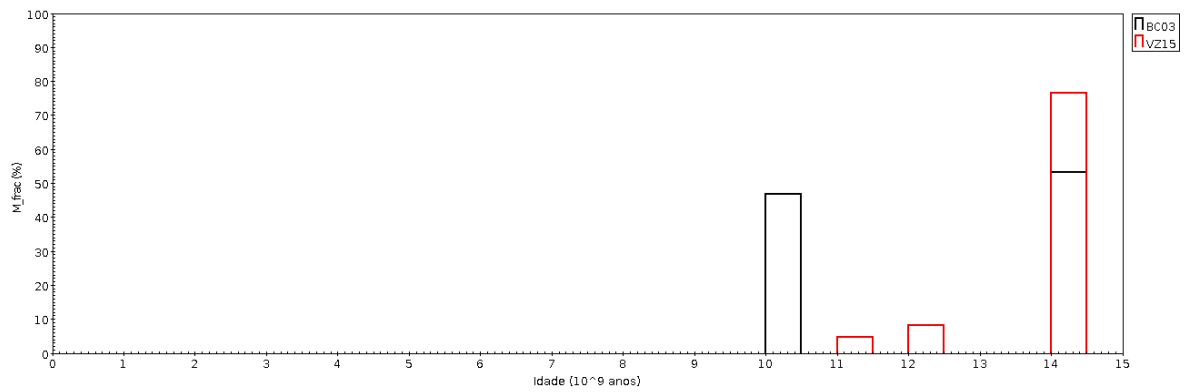


(d) abertura 7.

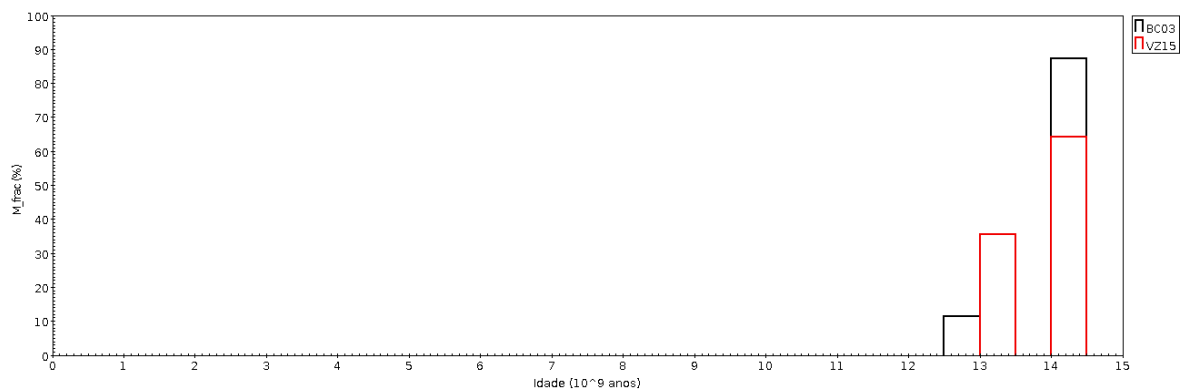
Figura E.10 - Históricos de formação estelar para cada um dos espectros de abertura de NGC6851



(a) abertura 1.

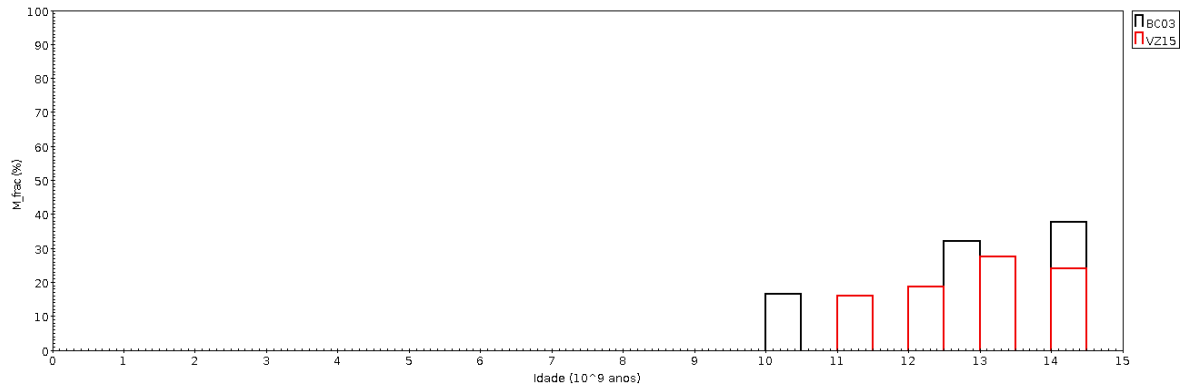


(b) abertura 2.

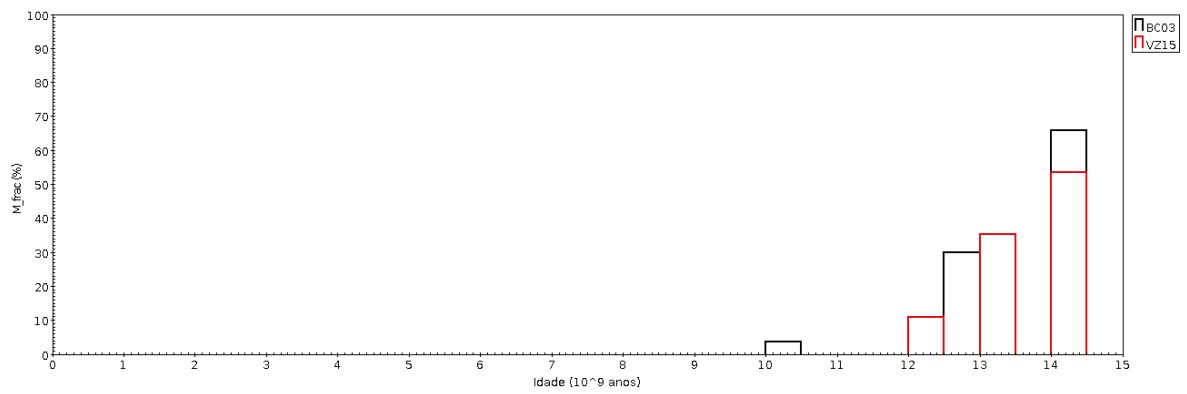


(c) abertura 3.

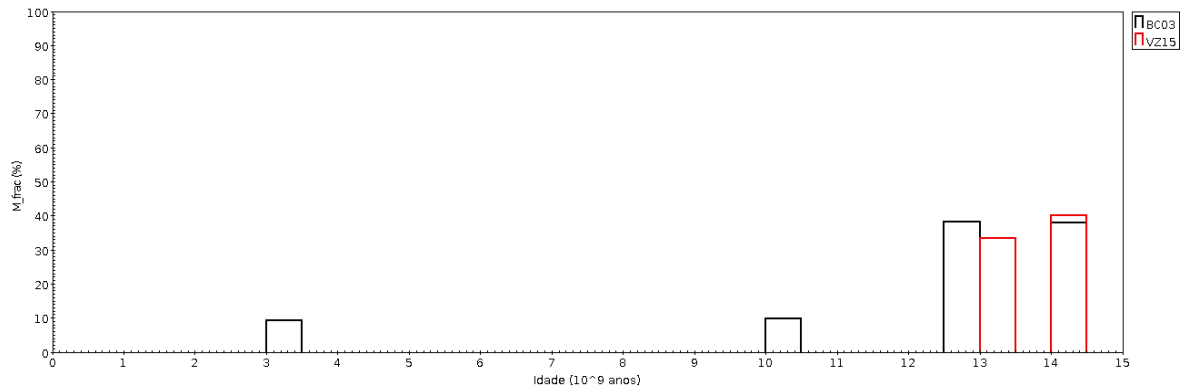
Figura E.11 - Históricos de formação estelar para cada um dos espectros de abertura de NGC6851 na direção do eixo menor.



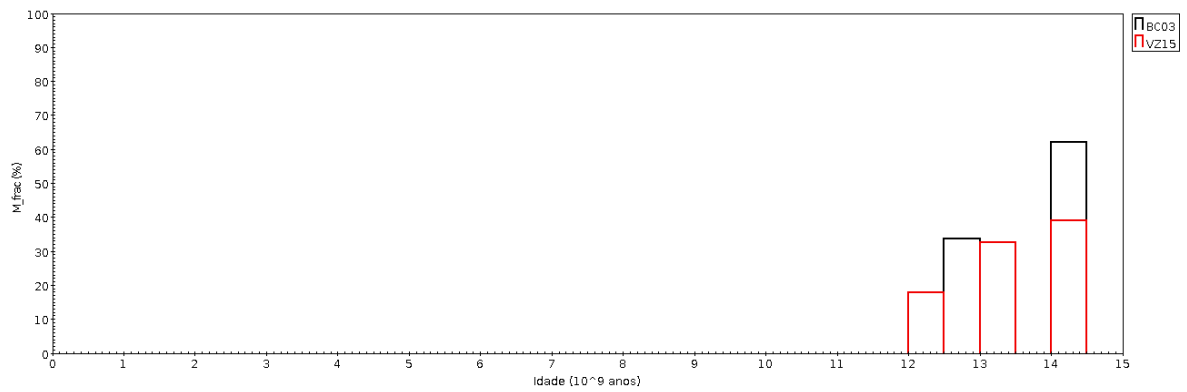
(a) abertura 4.



(b) abertura 5.

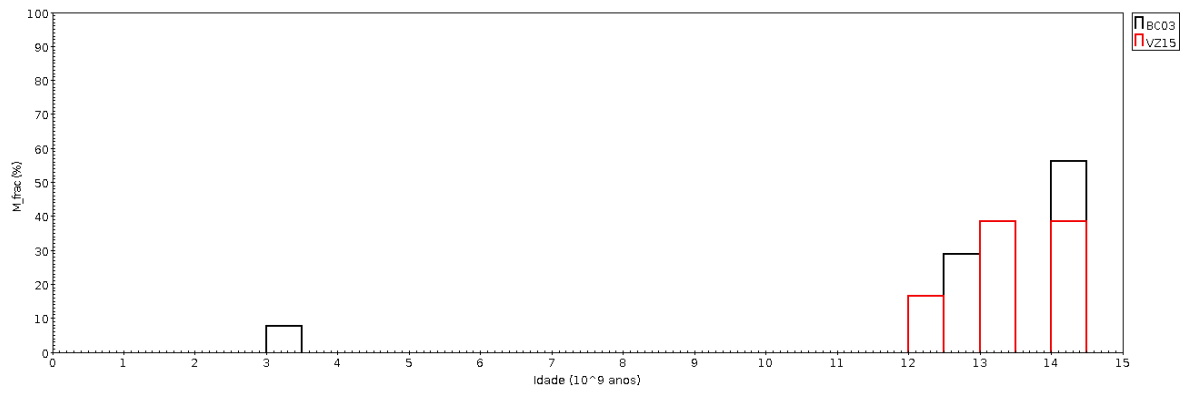


(c) abertura 6.

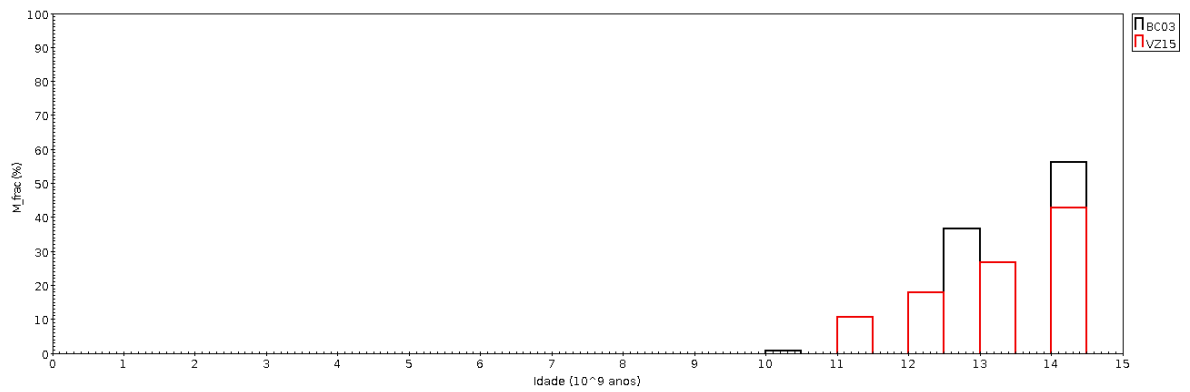


(d) abertura 7.

Figura E.12 - Históricos de formação estelar para cada um dos espectros de abertura de NGC6851 na direção do eixo menor.



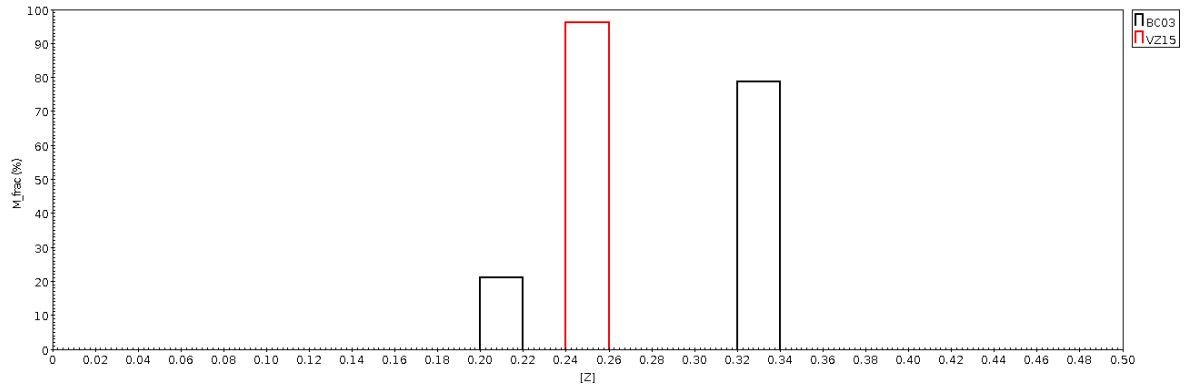
(a) abertura 8.



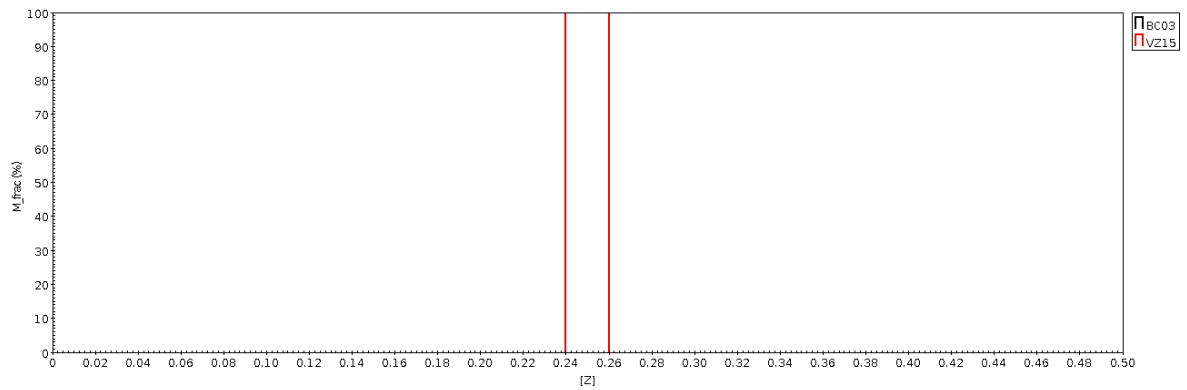
(b) abertura 9.

Figura E.13 - Históricos de formação estelar para cada um dos espectros de abertura de NGC6851 na direção do eixo menor.

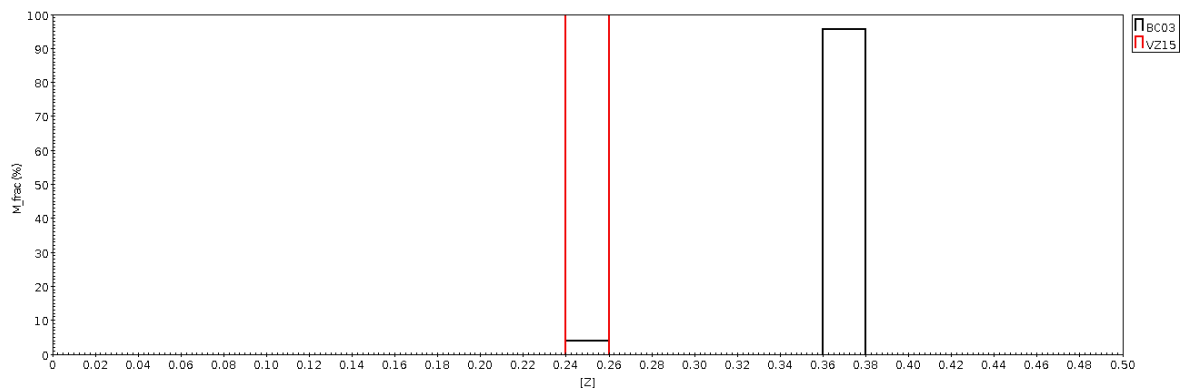
APÊNDICE F - Distribuição de $[Z]$ por fração de massa das SSPs ajustadas.



(a) abertura 1.

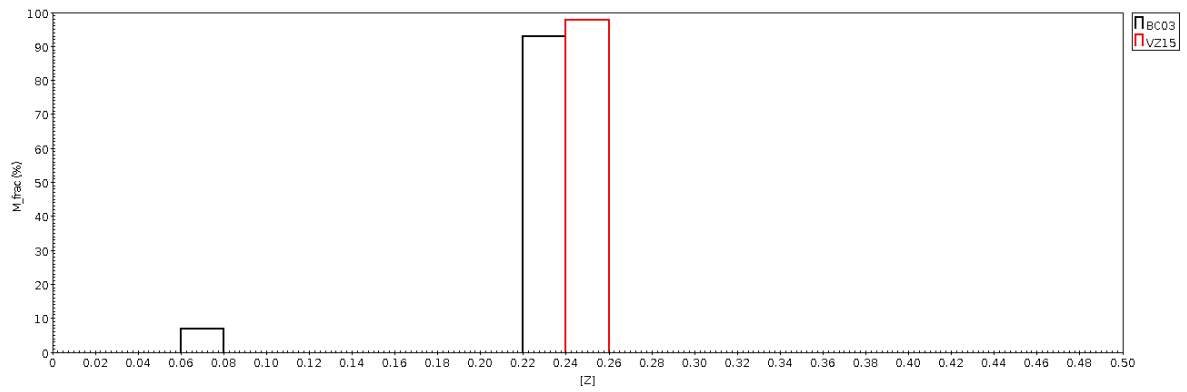


(b) abertura 2.

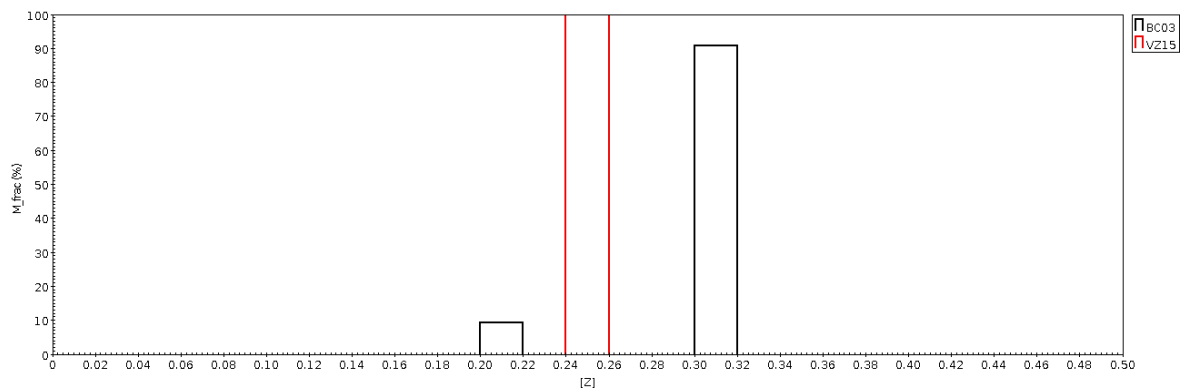


(c) abertura 3.

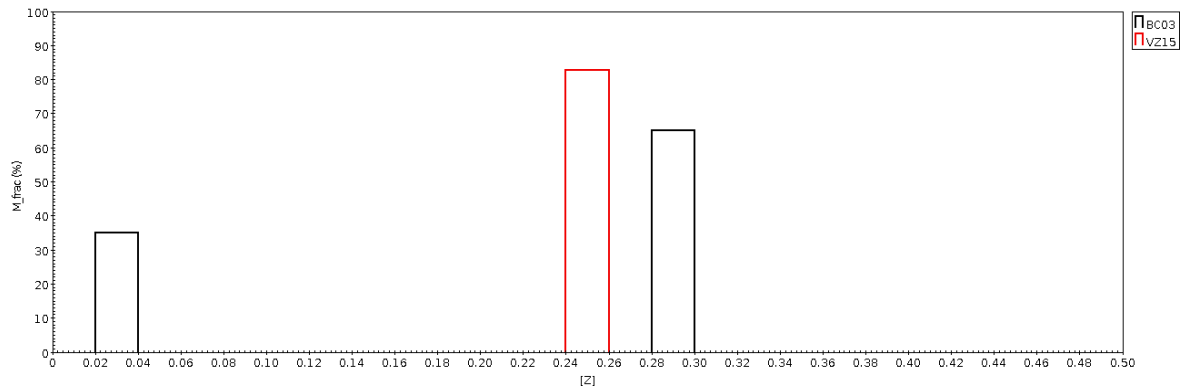
Figura F.1 - Distribuição de $[Z]$ para cada um dos espectros de abertura de NGC5796.



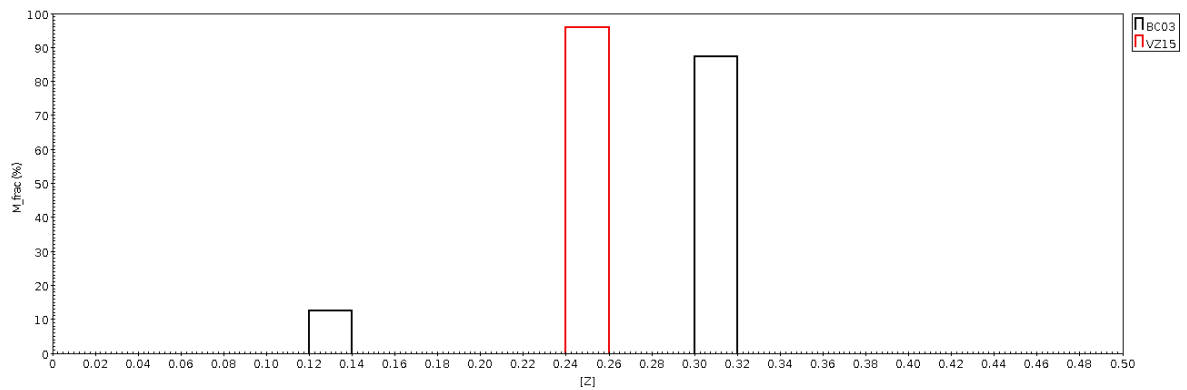
(a) abertura 4.



(b) abertura 5.

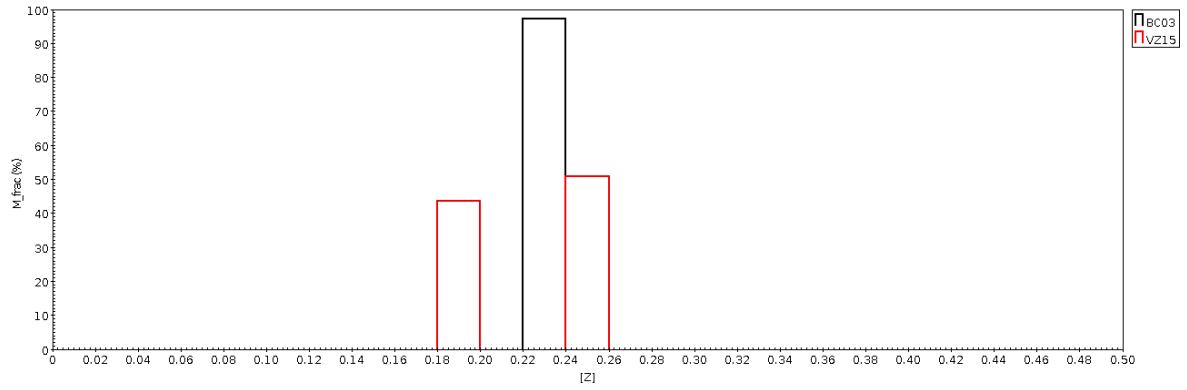


(c) abertura 6.

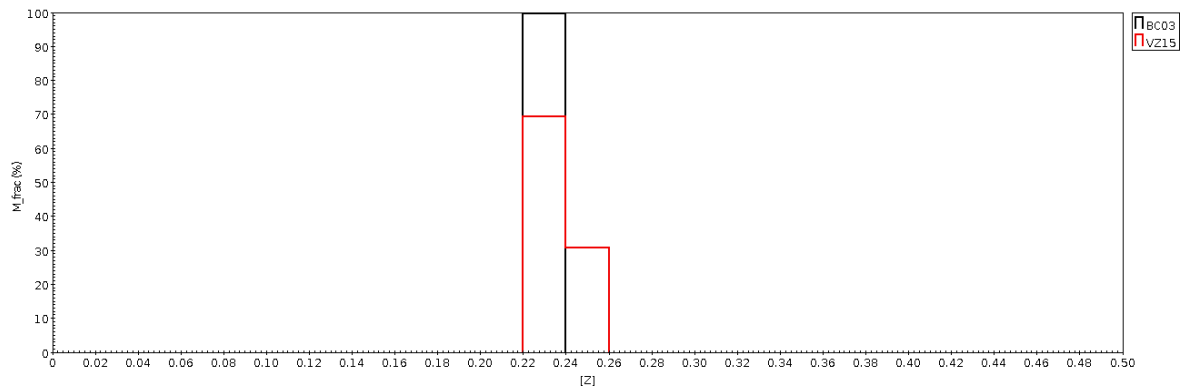


(d) abertura 7.

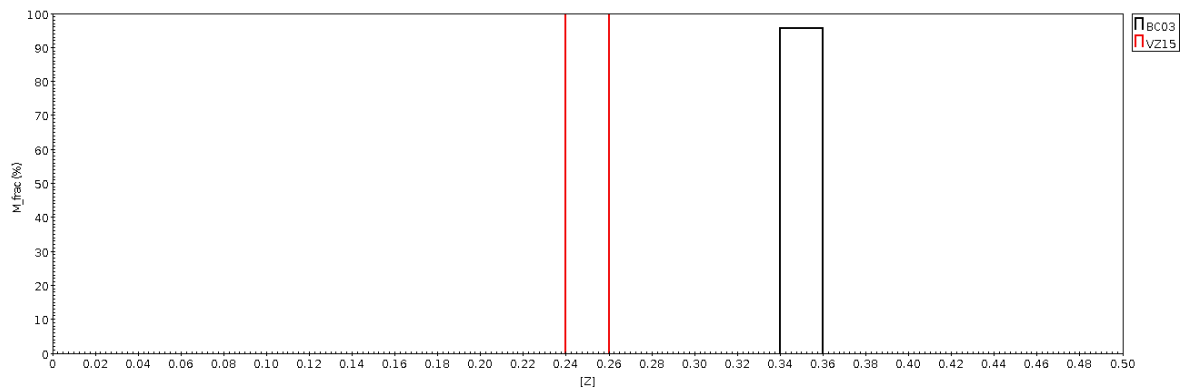
Figura F.2 - Distribuição de $[Z]$ para cada um dos espectros de abertura de NGC5796



(a) abertura 1.

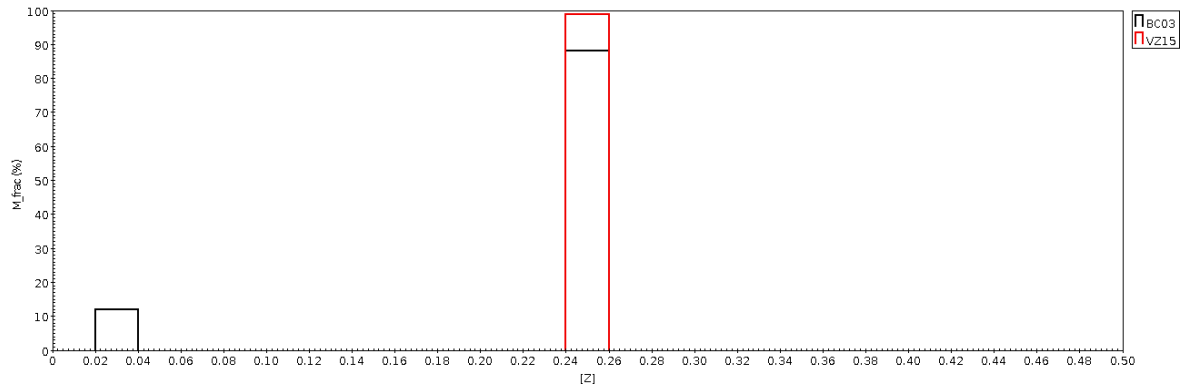


(b) abertura 2.

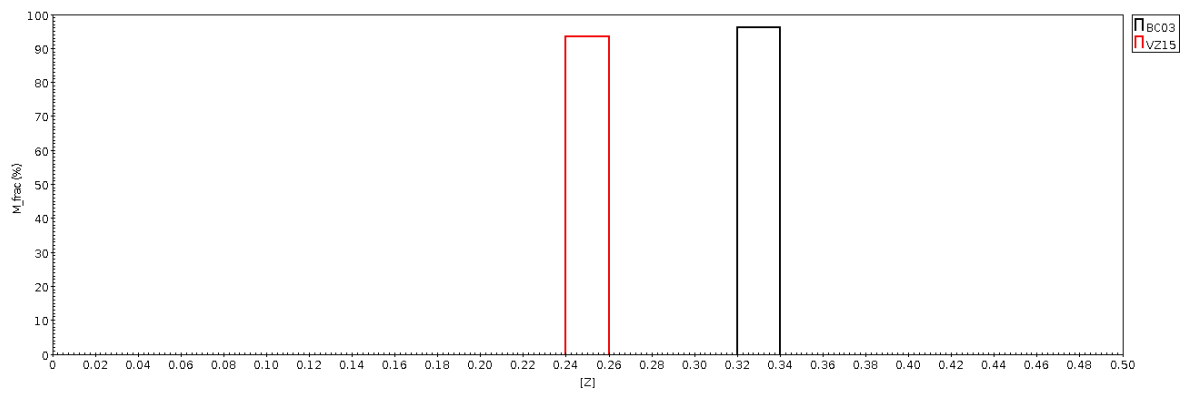


(c) abertura 3.

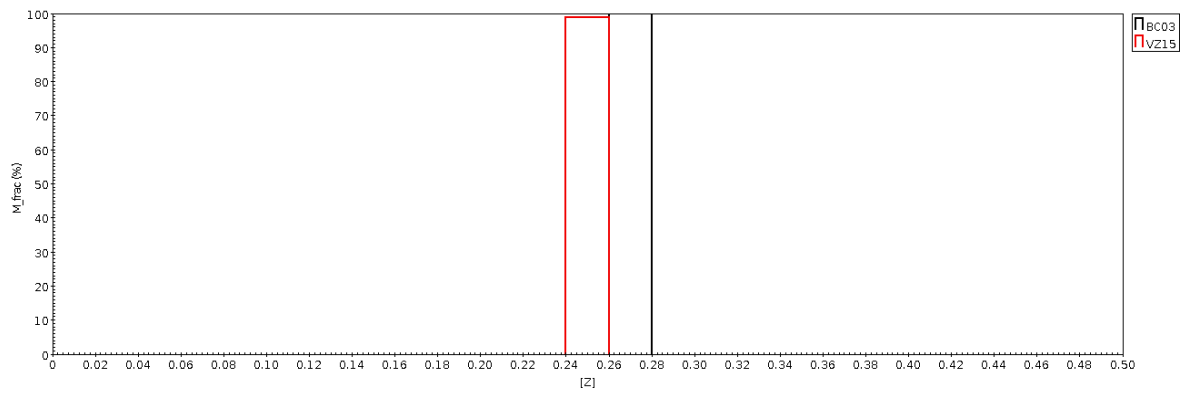
Figura F.3 - Distribuição de $[Z]$ para cada um dos espectros de abertura de NGC128.



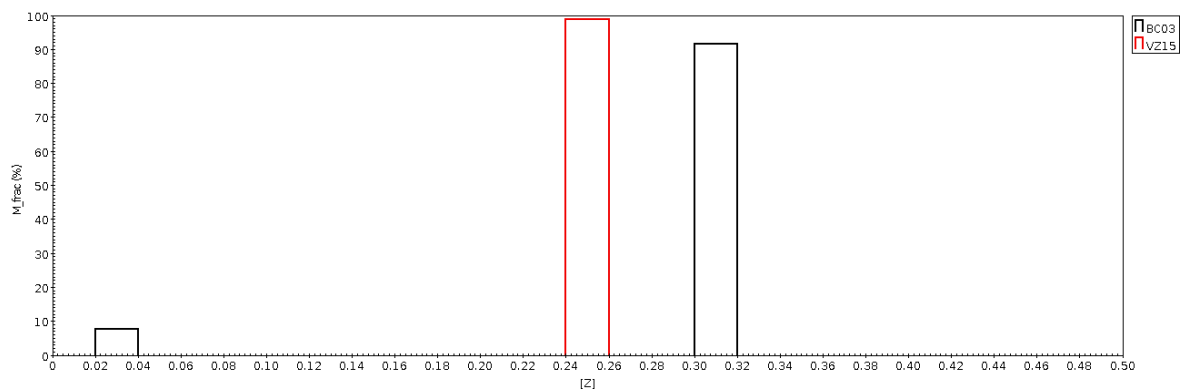
(a) abertura 4.



(b) abertura 5.

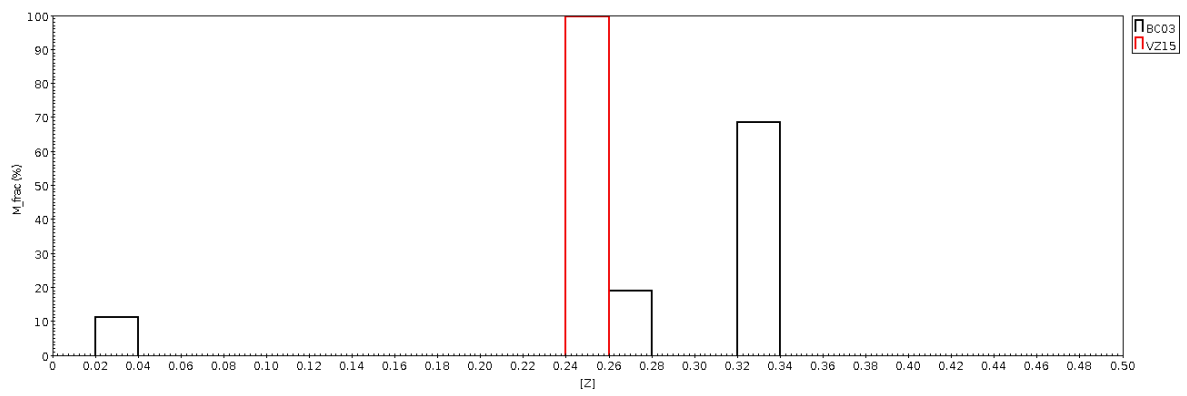


(c) abertura 6.

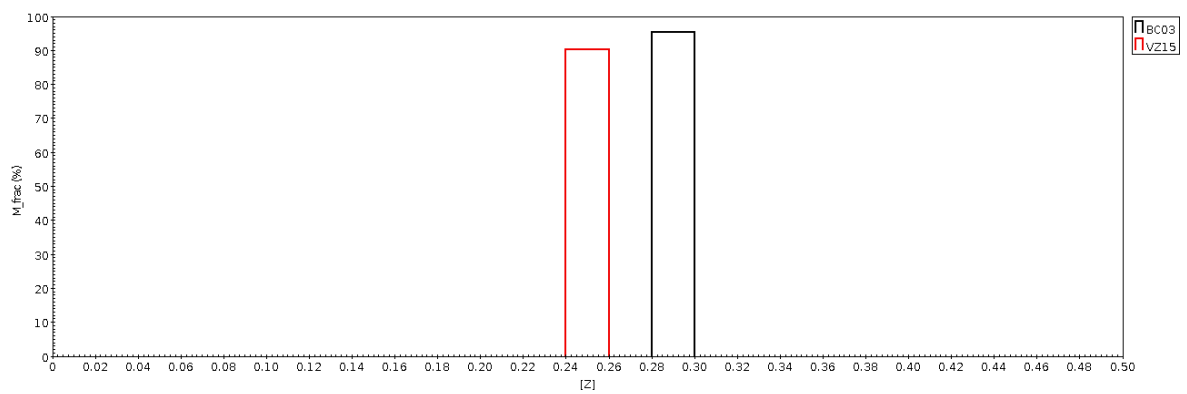


(d) abertura 7.

Figura F.4 - Distribuição de $[Z]$ para cada um dos espectros de abertura de NGC128.

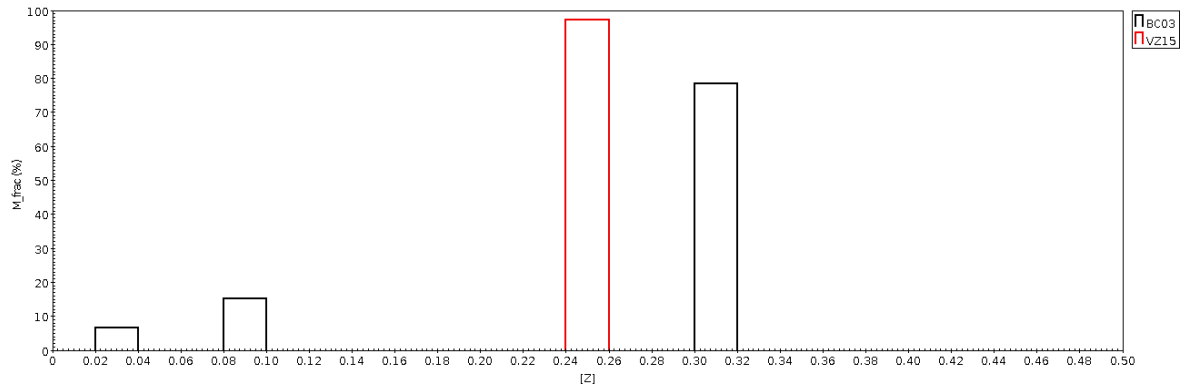


(a) abertura 8.

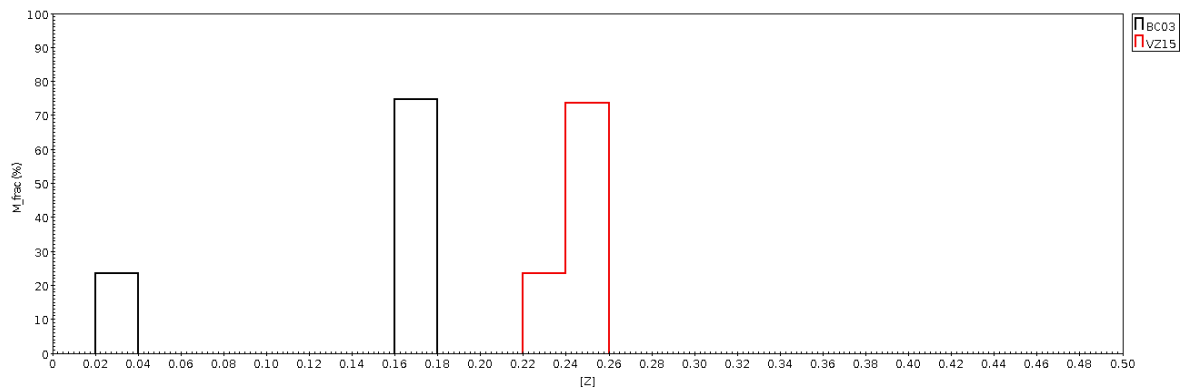


(b) abertura 9.

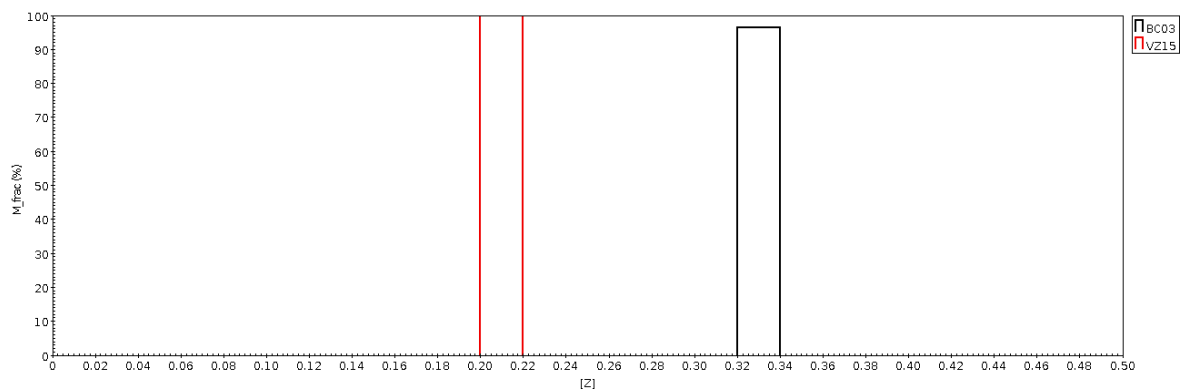
Figura F.5 - Distribuição de $[Z]$ para cada um dos espectros de abertura de NGC128.



(a) abertura 1.

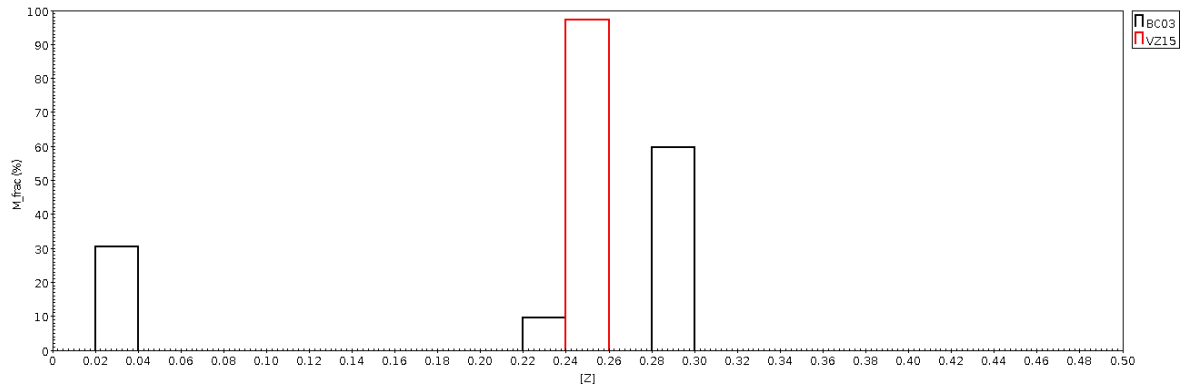


(b) abertura 2.

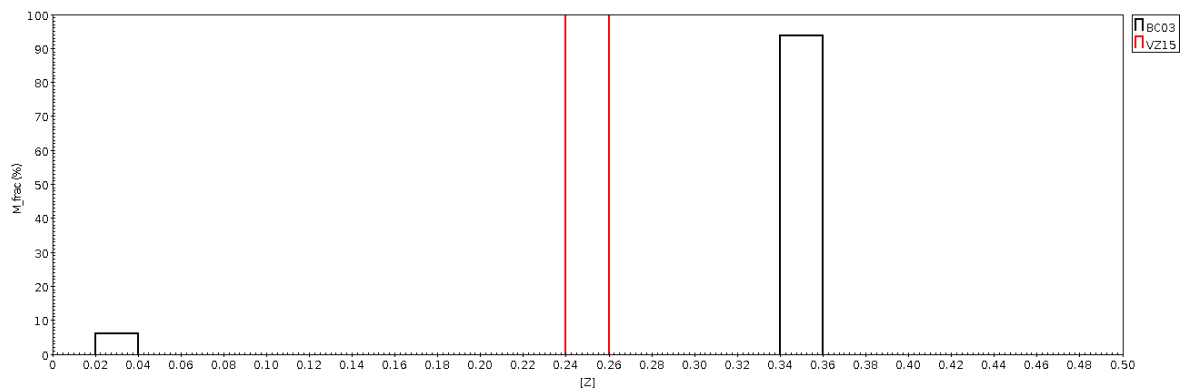


(c) abertura3.

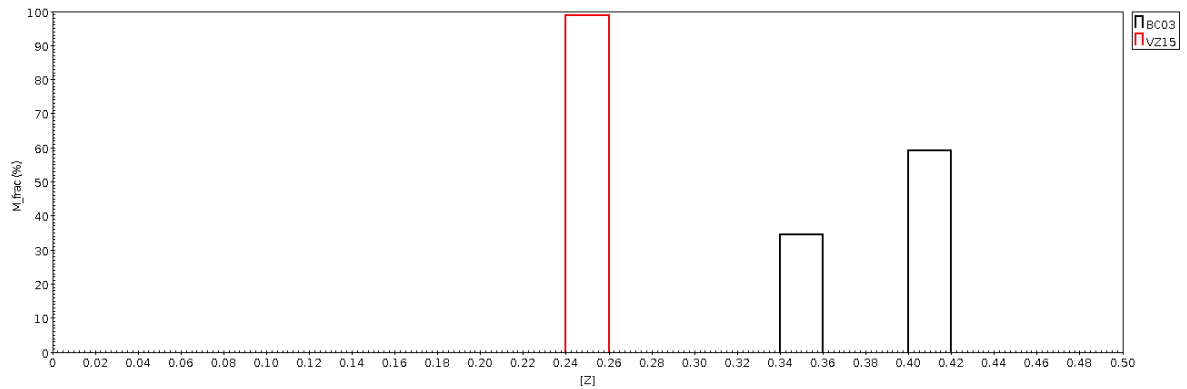
Figura F.6 - Distribuição de $[Z]$ para cada um dos espectros de abertura de NGC128 na direção do eixo menor.



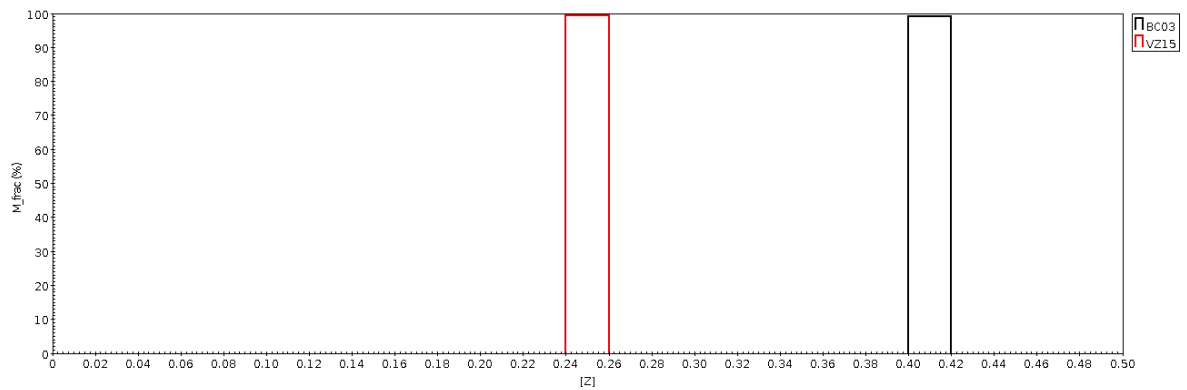
(a) abertura 4.



(b) abertura 5.

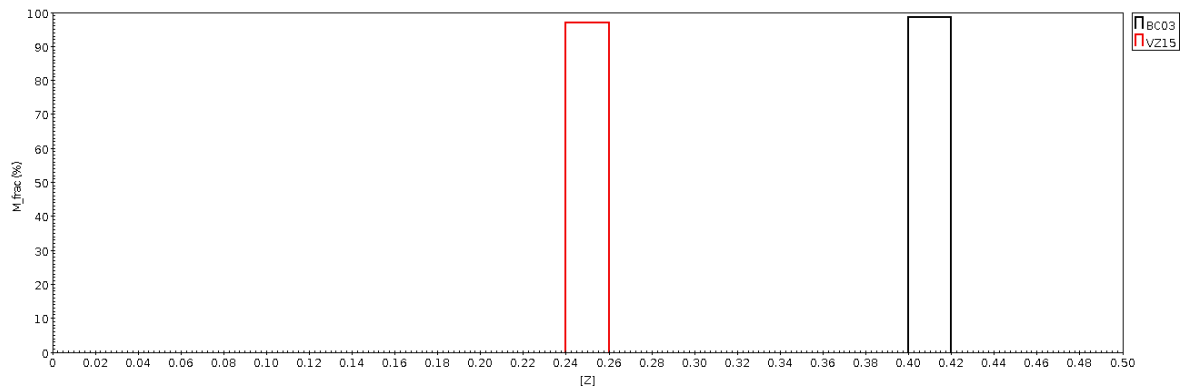


(c) abertura 6.

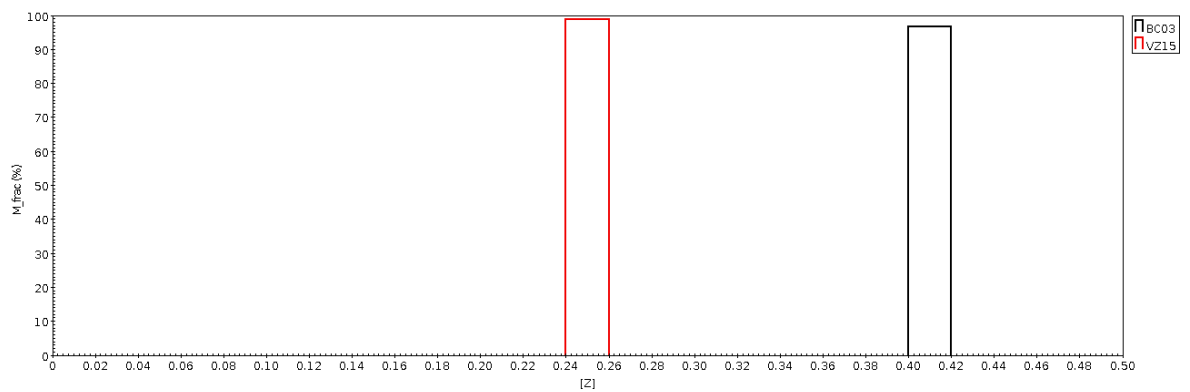


(d) abertura 7.

Figura F.7 - Distribuição de $[Z]$ para cada um dos espectros de abertura de NGC128 na direção do eixo menor.

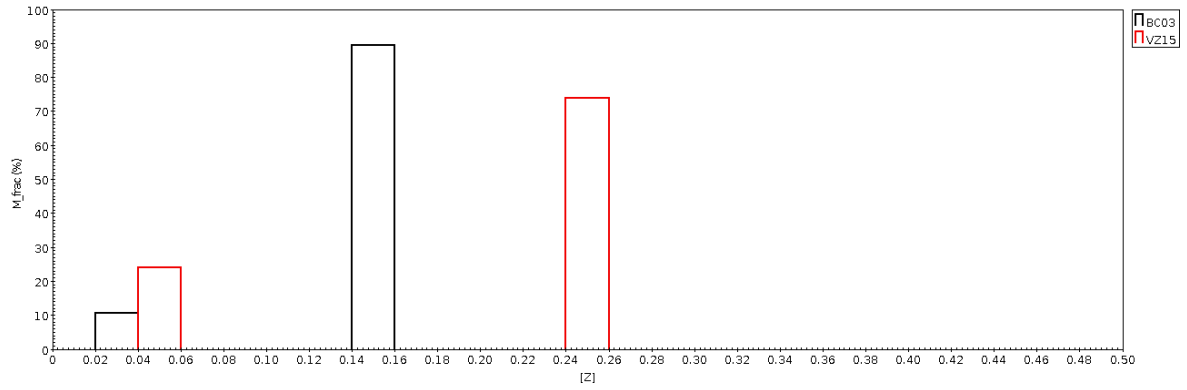


(a) abertura 8.

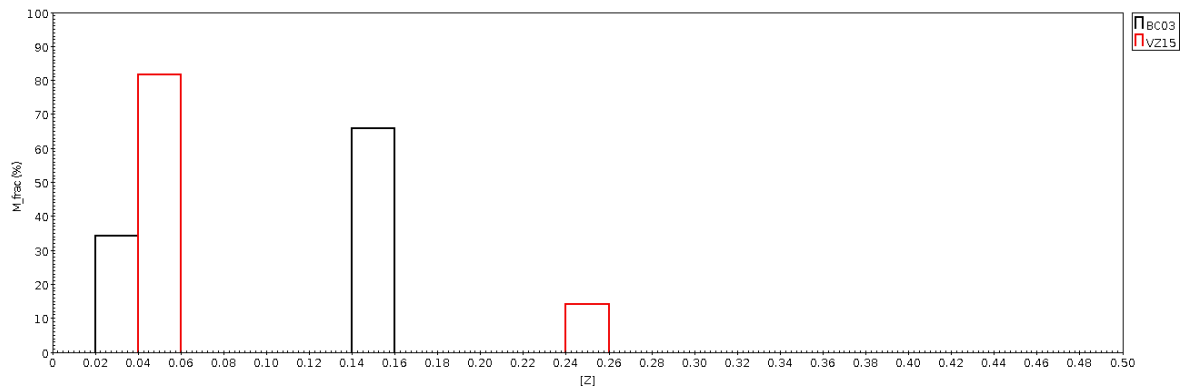


(b) abertura 9.

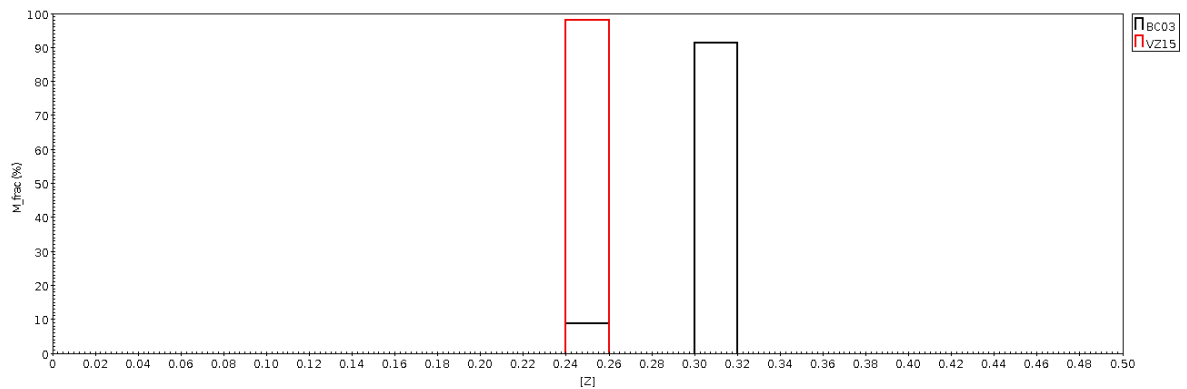
Figura F.8 - Distribuição de $[Z]$ para cada um dos espectros de abertura de NGC128 na direção do eixo menor.



(a) abertura 1.

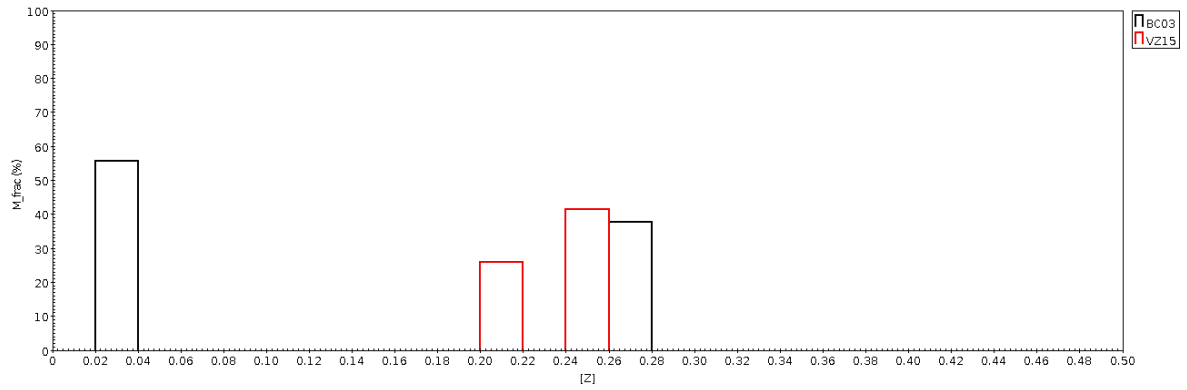


(b) abertura 2.

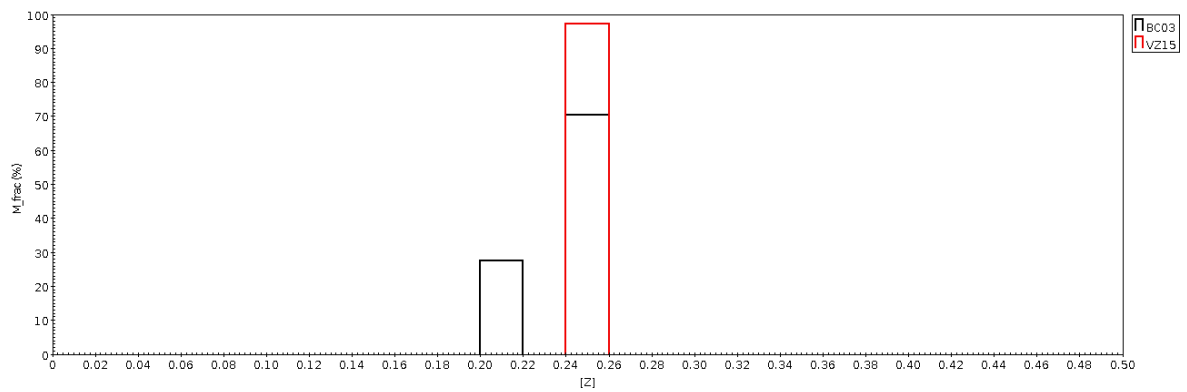


(c) abertura 3.

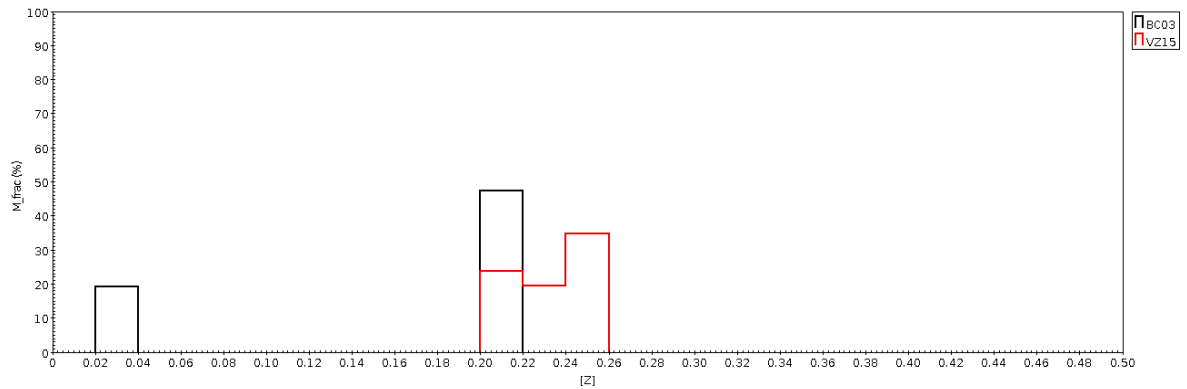
Figura F.9 - Distribuição de $[Z]$ para cada um dos espectros de abertura de NGC6851.



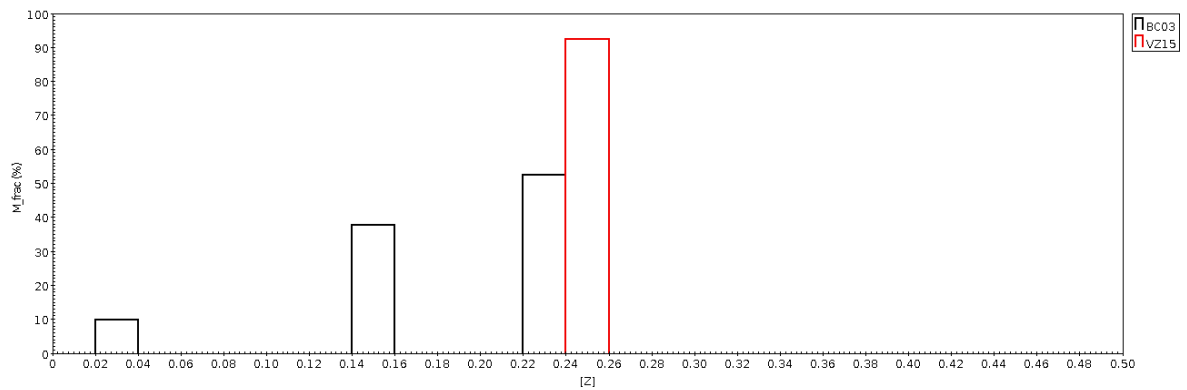
(a) abertura 4.



(b) abertura 5.

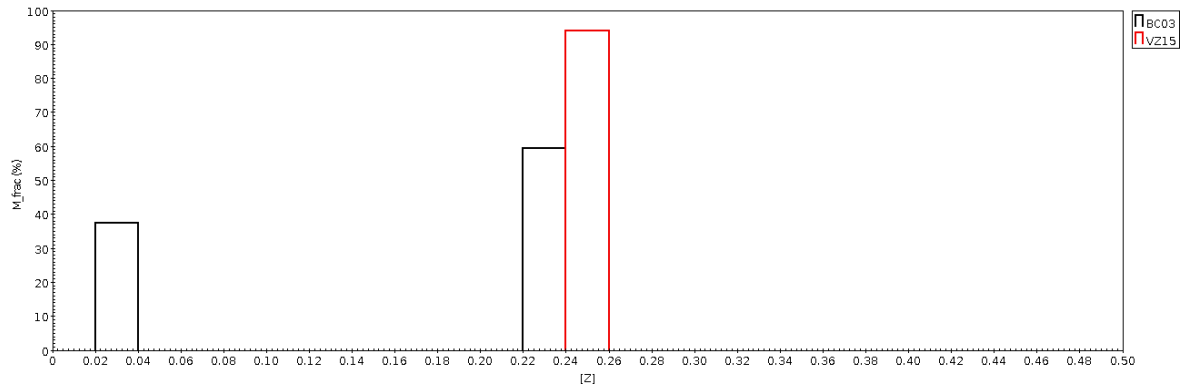


(c) abertura 6.

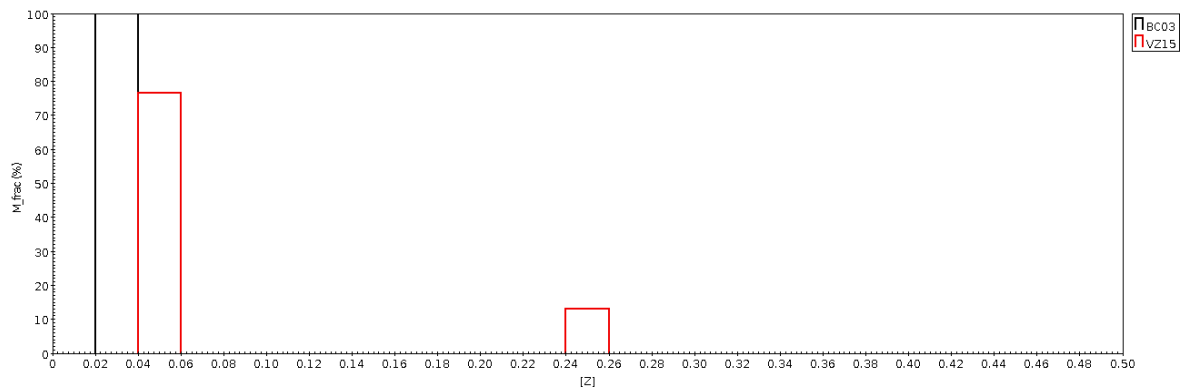


(d) abertura 7.

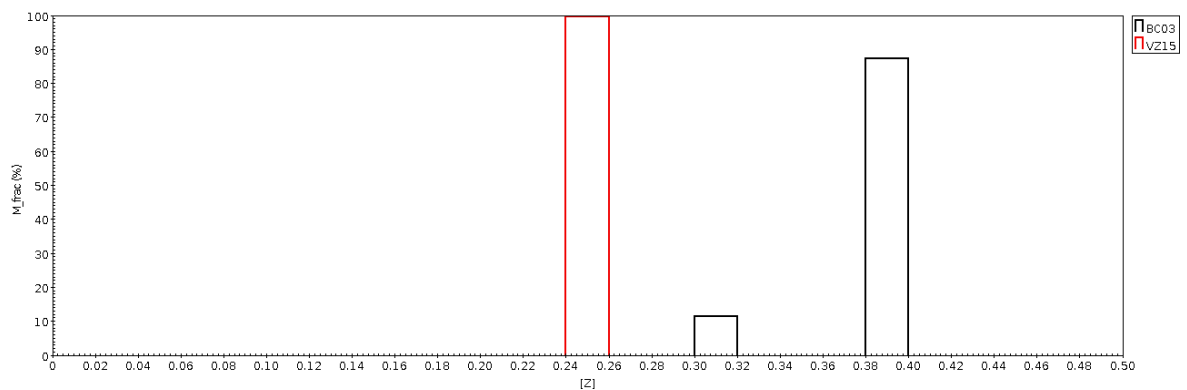
Figura F.10 - Distribuição de $[Z]$ para cada um dos espectros de abertura de NGC6851.



(a) abertura 1.

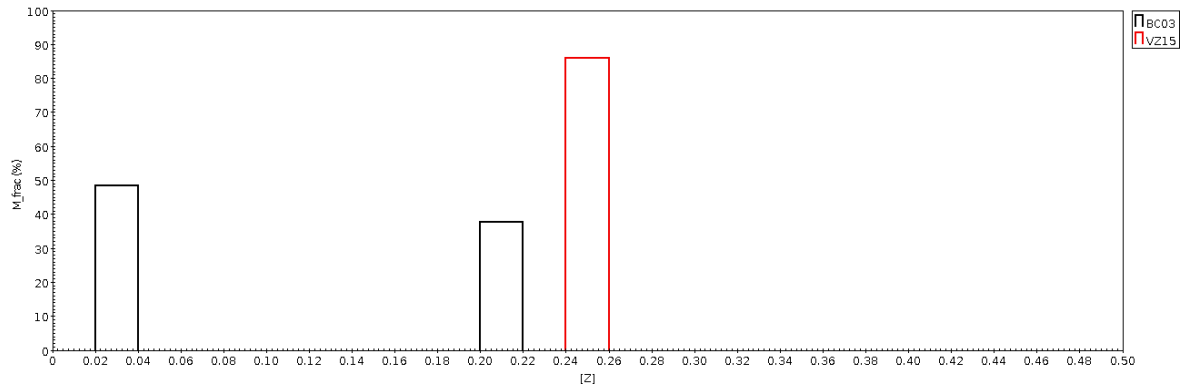


(b) abertura 2.

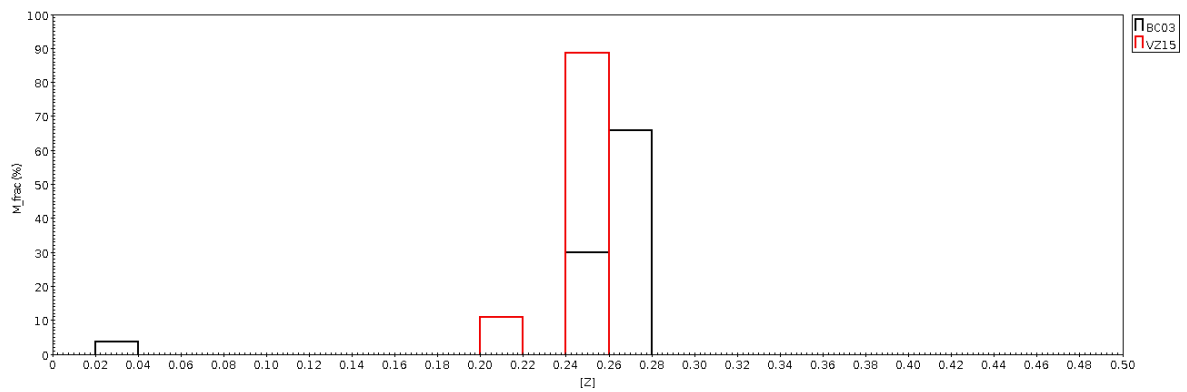


(c) abertura 3.

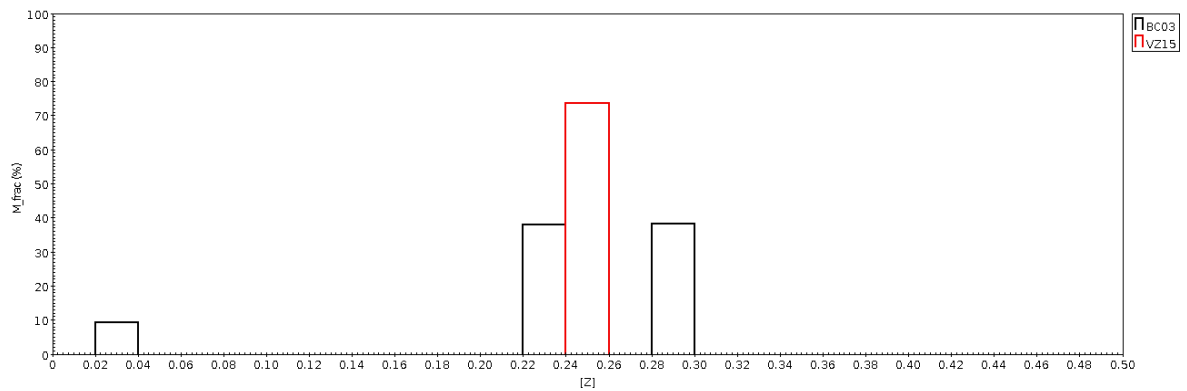
Figura F.11 - Distribuição de $[Z]$ para NGC6851 para cada um dos espectros de abertura de NGC6851 na direção do eixo menor.



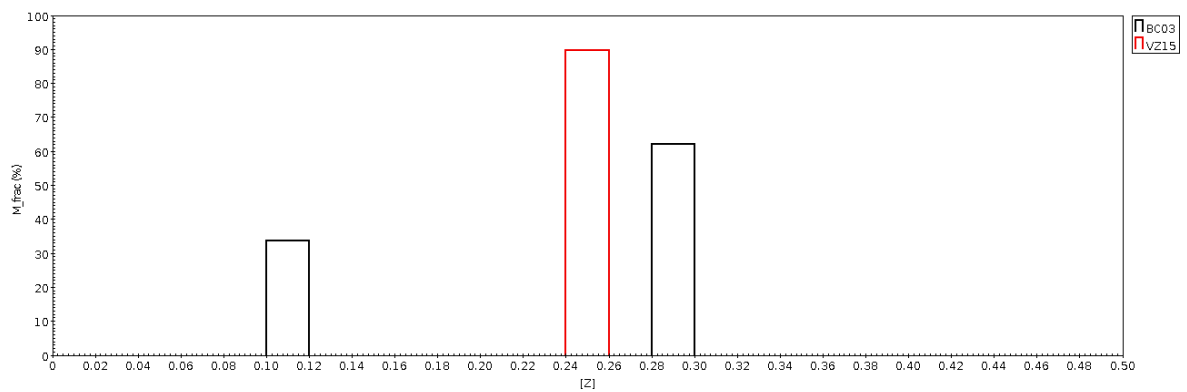
(a) abertura 4.



(b) abertura 5.

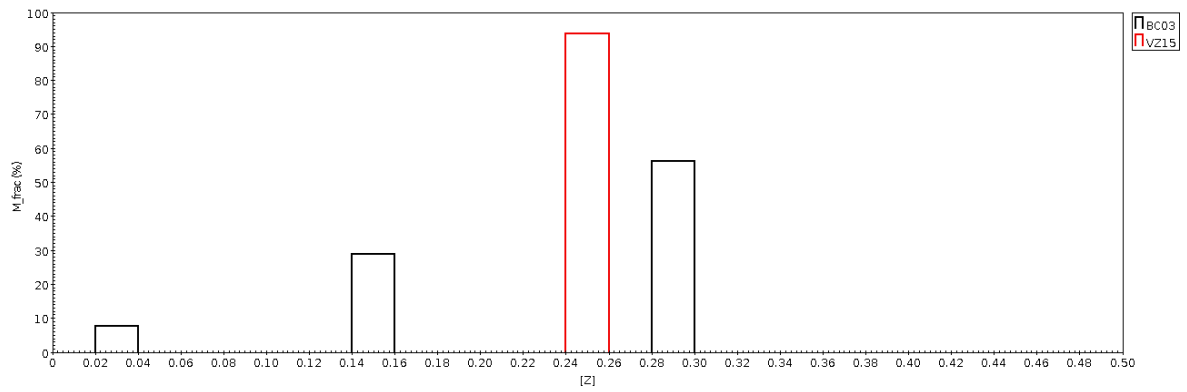


(c) abertura 6.

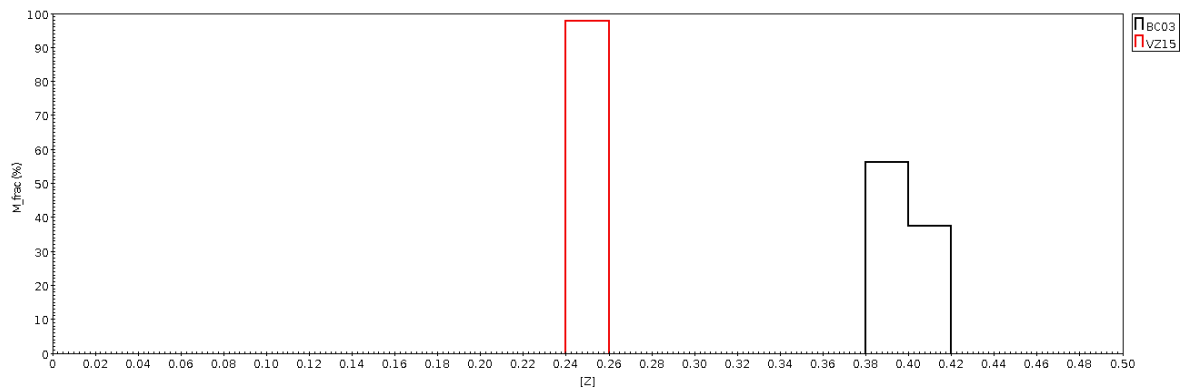


(d) abertura 7.

Figura F.12 - Distribuição de $[Z]$ para NGC6851 para cada um dos espectros de abertura de NGC6851 na direção do eixo menor.



(a) abertura 8.



(b) abertura 9.

Figura F.13 - Distribuição de $[Z]$ para NGC6851 para cada um dos espectros de abertura de NGC6851 na direção do eixo menor.

APÊNDICE G - Enriquecimento químico para cada espectro de abertura.

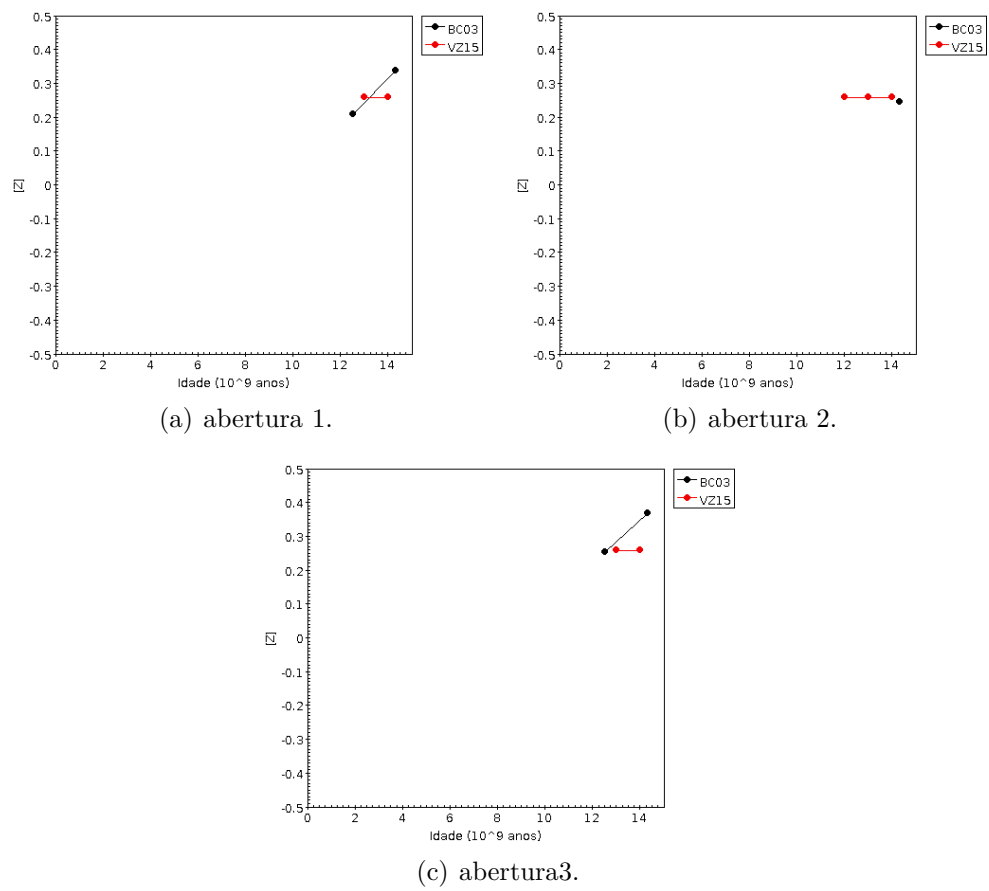
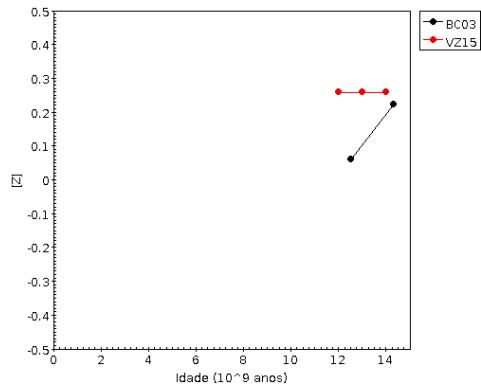
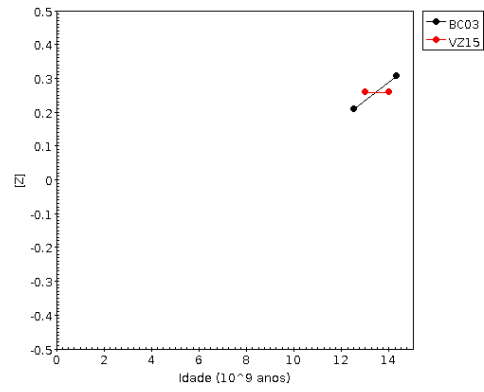


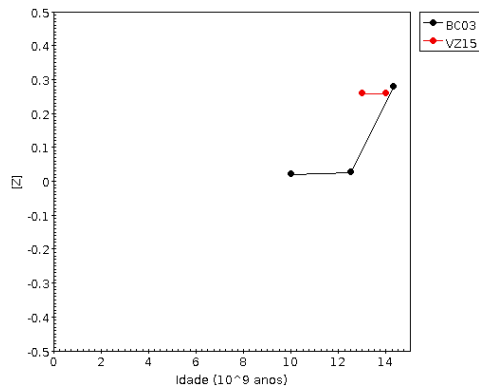
Figura G.1 - Enriquecimento químico para cada um dos espectros de abertura de NGC5796.



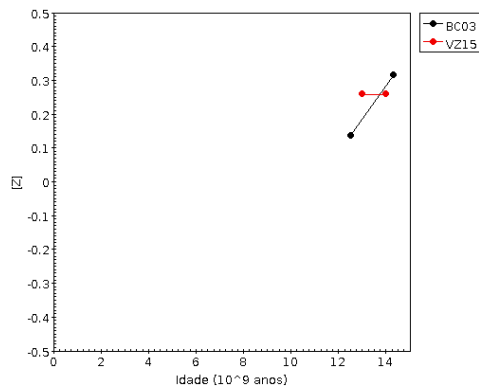
(a) abertura 4.



(b) abertura 5.

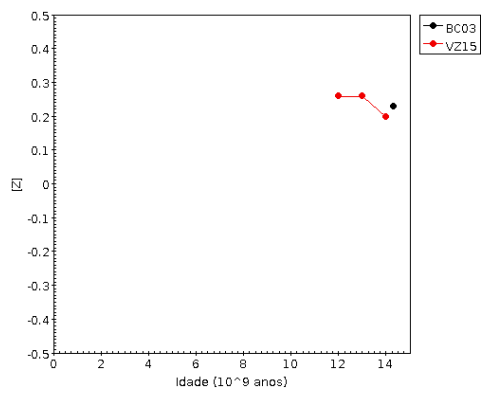


(c) abertura6.

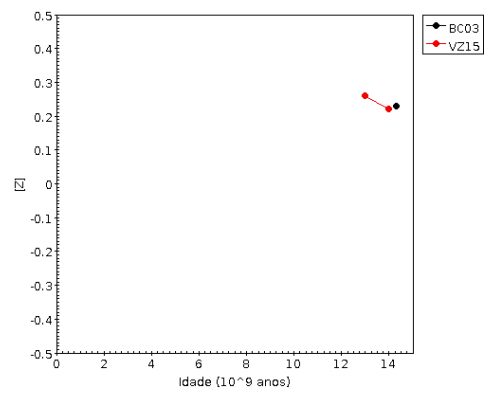


(d) abertura 7.

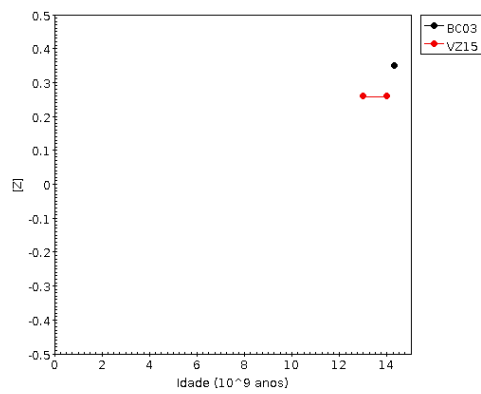
Figura G.2 - Enriquecimento químico para cada um dos espectros de abertura de NGC5796.



(a) abertura 1.

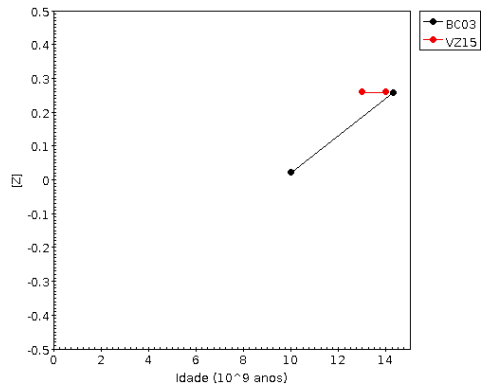


(b) abertura 2.

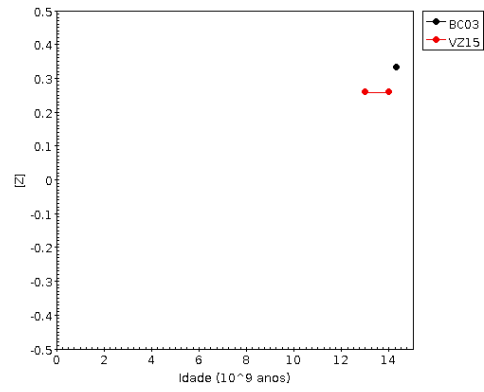


(c) abertura 3.

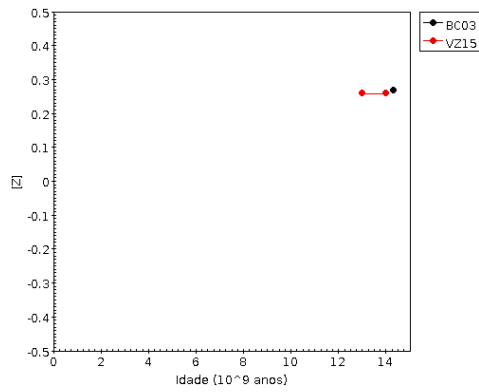
Figura G.3 - Enriquecimento químico para cada um dos espectros de abertura de NGC128.



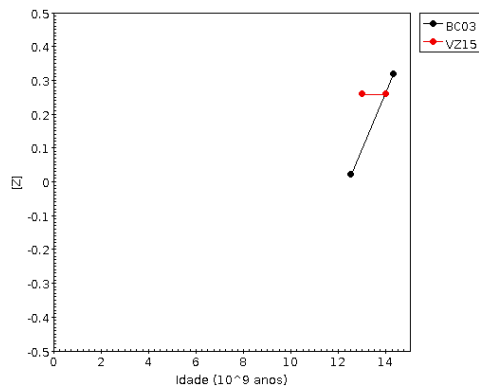
(a) abertura 4.



(b) abertura 5.



(c) abertura6.



(d) abertura 7.

Figura G.4 - Enriquecimento químico para cada um dos espectros de abertura de NGC5796.

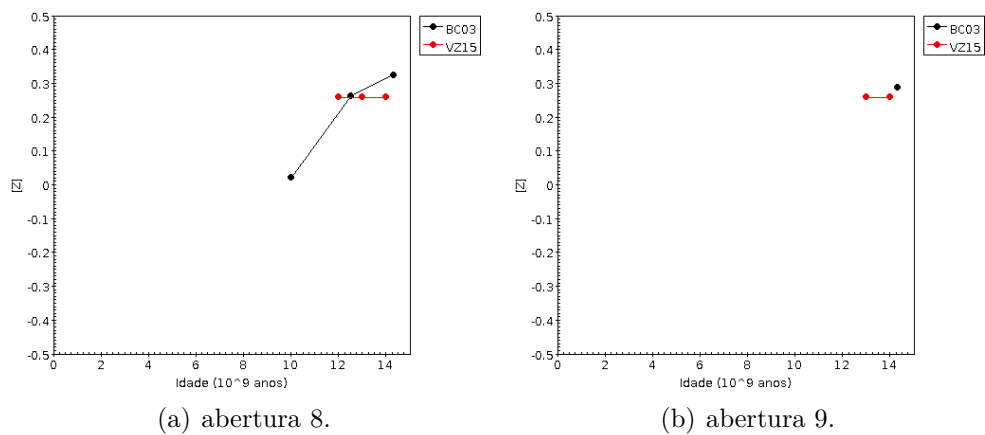


Figura G.5 - Enriquecimento químico para cada um dos espectros de abertura de NGC5796.

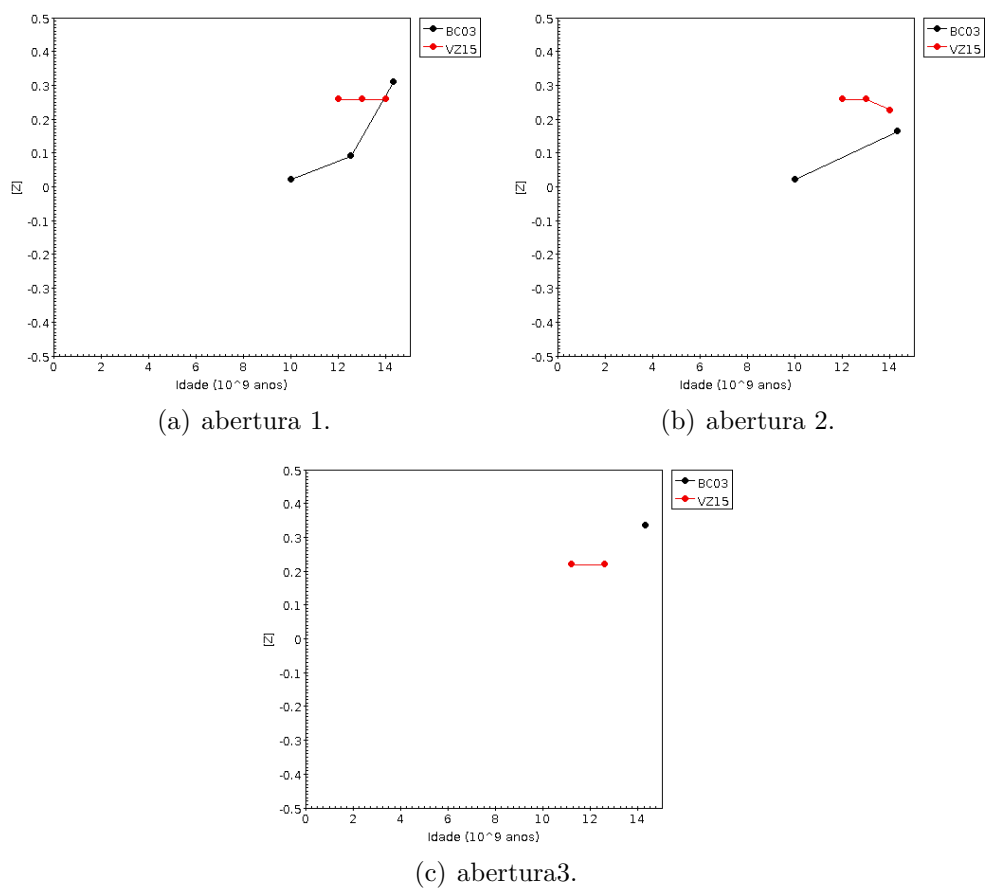
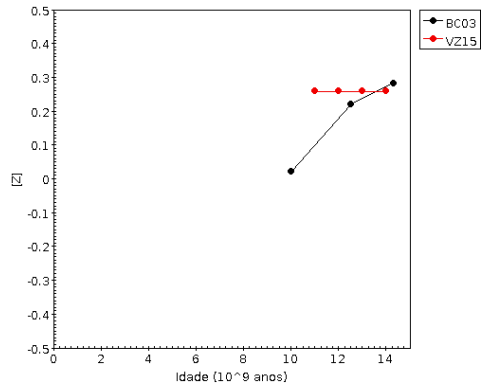
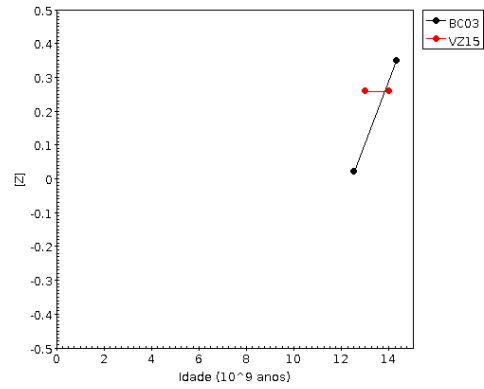


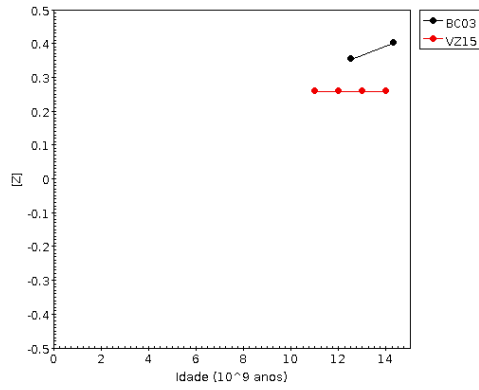
Figura G.6 - Enriquecimento químico para cada um dos espectros de abertura de NGC128 na direção do eixo menor.



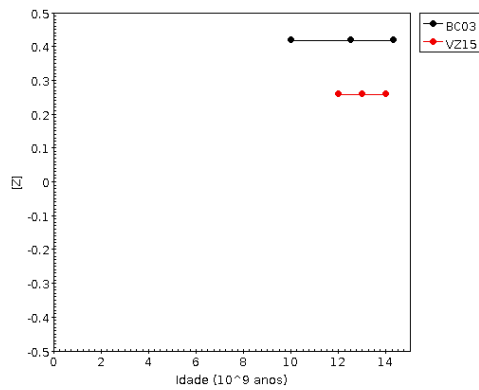
(a) abertura 4.



(b) abertura 5.



(c) abertura 6.



(d) abertura 7.

Figura G.7 - Enriquecimento químico para cada um dos espectros de abertura de NGC128 na direção do eixo menor.

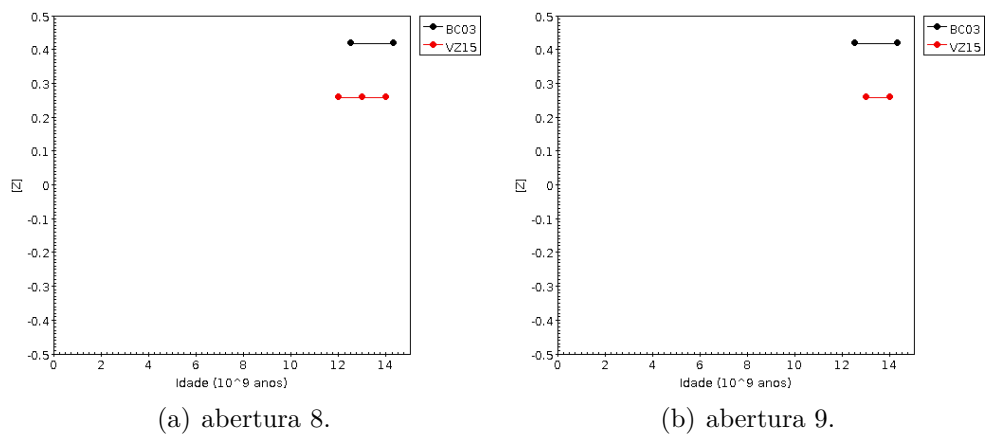


Figura G.8 - Enriquecimento químico para cada um dos espectros de abertura de NGC128 na direção do eixo menor.

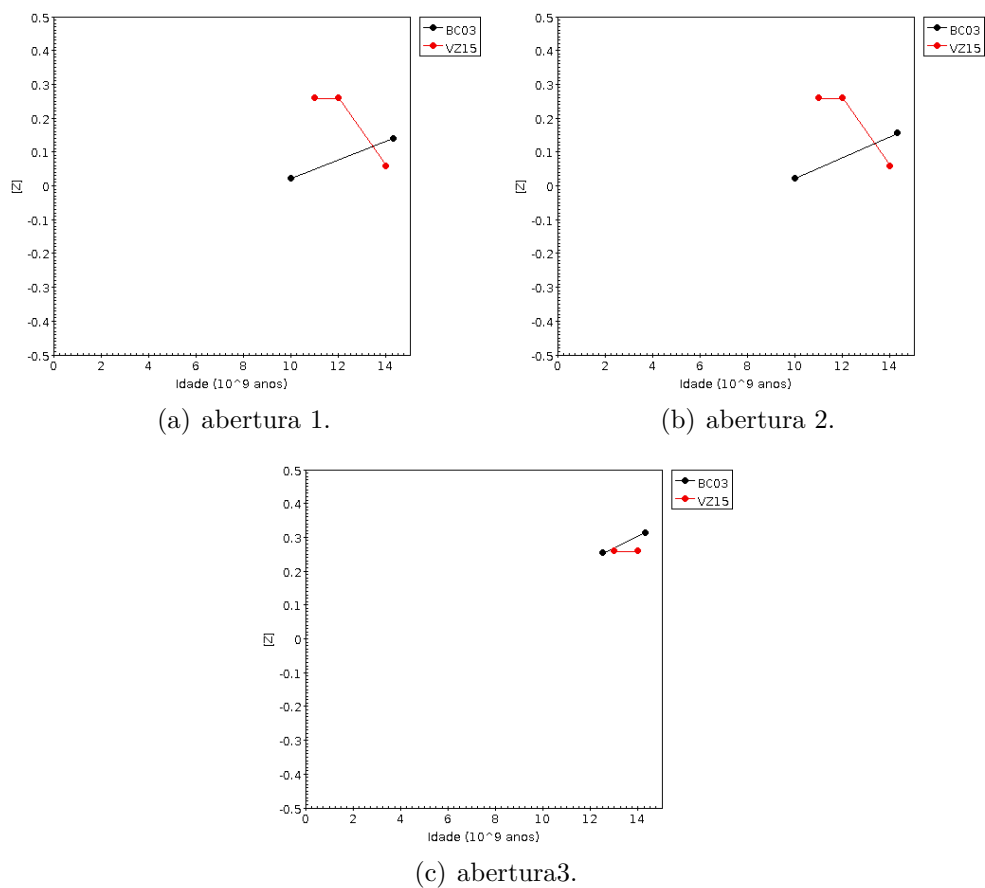
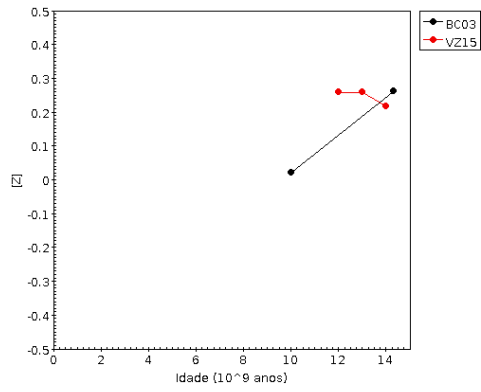
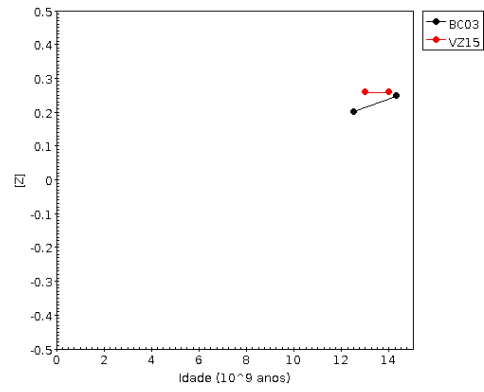


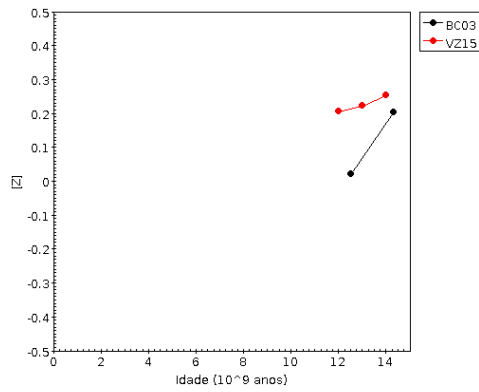
Figura G.9 - Enriquecimento químico para cada um dos espectros de abertura de NGC6851.



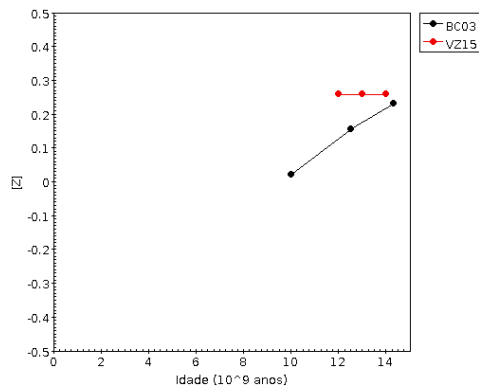
(a) abertura 4.



(b) abertura 5.

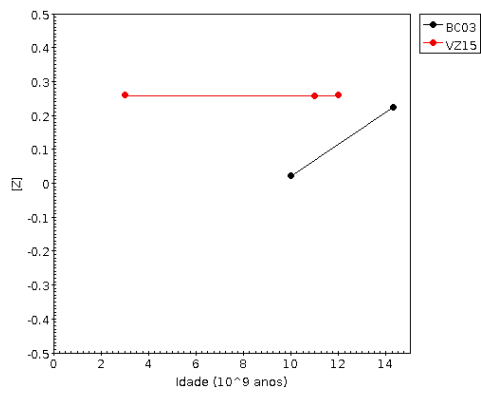


(c) abertura 6.

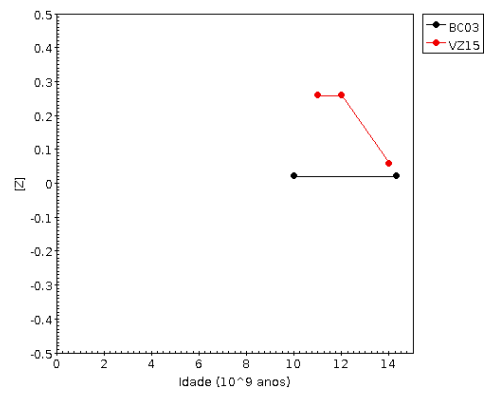


(d) abertura 7.

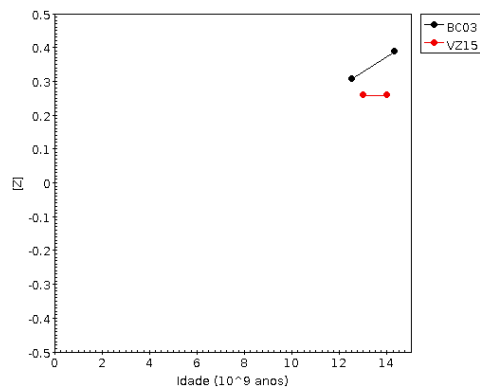
Figura G.10 - Enriquecimento químico para cada um dos espectros de abertura de NGC6851.



(a) abertura 1.

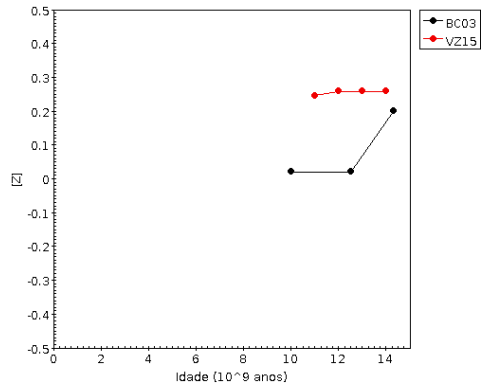


(b) abertura 2.

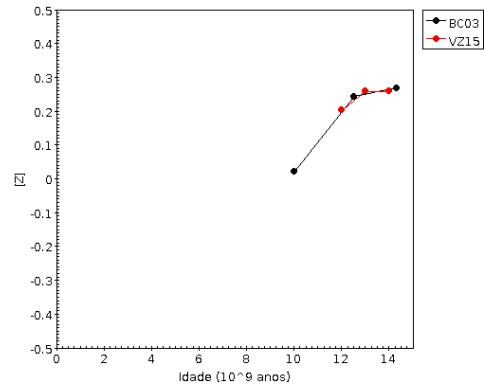


(c) abertura 3.

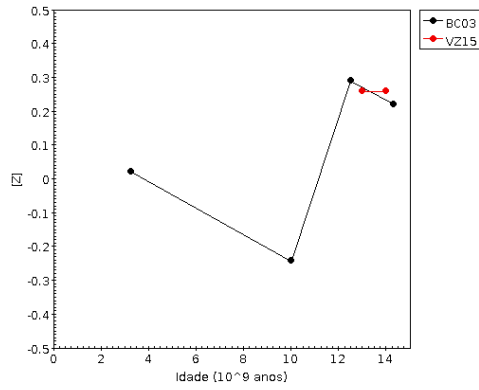
Figura G.11 - Enriquecimento químico para cada um dos espectros de abertura de NGC6851 na direção do eixo menor.



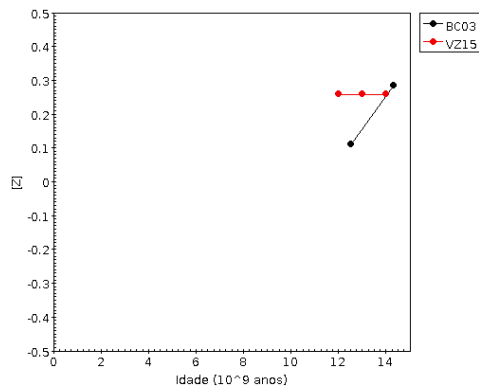
(a) abertura 4.



(b) abertura 5.

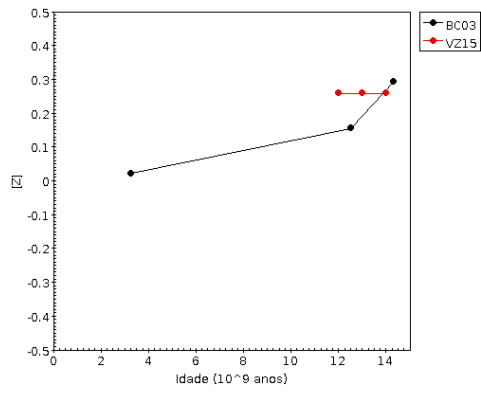


(c) abertura 6.

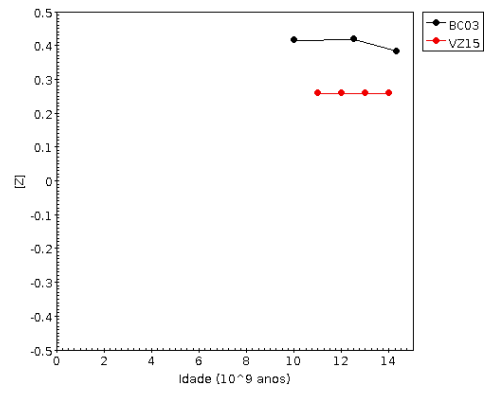


(d) abertura 7.

Figura G.12 - Enriquecimento químico para cada um dos espectros de abertura de NGC6851 na direção do eixo menor.



(a) abertura 8.



(b) abertura 9.

Figura G.13 - Enriquecimento químico para cada um dos espectros de abertura de NGC6851 na direção do eixo menor.

APÊNDICE H - Medidas de idade e metalicidade.

Tabela H.1 - Medidas de idade para cada espectro de abertura

NGC	Ab	BC03	VZ15	NGC	Ab	BC03	VZ15
128	1	12,77±0,17	13,14±0,80	128 ME	1	13,21±0,16	12,67±0,15
	2	14,21±0,13	13,69±0,70		2	12,88±0,16	12,36±0,13
	3	13,69±0,13	13,47±0,10		3	13,60±0,11	13,22±0,11
	4	13,40±0,35	13,53±0,25		4	11,64±0,23	11,88±0,30
	5	13,76±0,10	13,25±0,10		5	13,40±0,13	13,17±0,14
	6	13,80±0,13	13,20±0,12		6	9,35±0,21	10,57±0,14
	7	13,45±0,12	13,04±0,11		7	10,88±0,22	11,26±0,42
	8	11,87±0,21	12,11±0,12		8	7,65±0,33	7,95 ±0,70
	9	13,01±0,15	12,24±0,13		9	8,26±0,21	10,21±0,16
6851	1	13,62±0,22	11,46±0,12	6851 ME	1	12,01±0,45	8,68 ±0,28
	2	12,40±0,11	13,08±0,12		2	11,92±0,87	12,56±0,29
	3	13,38±0,12	12,89±0,10		3	12,35±0,15	12,40± 0,10
	4	9,71 ±0,57	9,18 ±0,25		4	9,39 ±0,25	10,16± 0,28
	5	12,82±0,17	12,48±0,12		5	12,05±0,21	11,98± 0,15
	6	10,93±0,17	10,96±0,23		6	8,44 ±0,52	7,967±0,47
	7	11,91±0,18	11,65±0,16		7	10,27±0,28	10,12±0,14
					8	7,62 ±0,28	9,49± 0,20
					9	7,16 ±0,19	9,59 ±0,15
5796	1	13,55±0,14	13,24±0,14				
	2	14,25±0,13	13,45±0,11				
	3	13,65±0,12	13,34±0,12				
	4	13,60±0,19	12,52±0,17				
	5	13,52±0,11	13,07±0,30				
	6	12,19±0,22	11,89±0,13				
	7	12,72±0,14	12,18±0,15				

Tabela H.2 - Medidas de metalicidade ($[Z]$) para cada espectro de abertura

NGC	Ab	BC03	VZ15	NGC	Ab	BC03	VZ15
128	1	$0,233\pm0,006$	$0,232\pm0,002$	128 ME	1	$0,219\pm0,004$	$0,232\pm0,003$
	2	$0,195\pm0,004$	$0,231\pm0,002$		2	$0,100\pm0,056$	$0,218\pm0,002$
	3	$0,307\pm0,002$	$0,252\pm0,001$		3	$0,292\pm0,004$	$0,245\pm 0,004$
	4	$0,192\pm0,007$	$0,241\pm0,002$		4	$0,142\pm0,010$	$0,200\pm0,007$
	5	$0,29\pm0,02$	$0,252\pm0,040$		5	$0,288\pm0,003$	$0,243\pm0,004$
	6	$0,228\pm0,005$	$0,235\pm0,030$		6	$0,276\pm0,008$	$0,237\pm 0,008$
	7	$0,256\pm0,003$	$0,247\pm0,003$		7	$0,370\pm0,013$	$0,234\pm0,014$
	8	$0,231\pm0,007$	$0,234\pm0,050$		8	$0,303\pm0,018$	$0,060\pm0,047$
	9	$0,225\pm0,004$	$0,232\pm0,030$		9	$0,314\pm0,014$	$0,135\pm0,010$
6851	1	$0,101\pm0,010$	$0,221\pm0,003$	6851 ME	1	$0,117\pm0,013$	$0,249\pm0,005$
	2	$0,085\pm0,005$	$0,108\pm0,004$		2	$0,022\pm0,088$	$0,111\pm0,006$
	3	$0,263\pm0,005$	$0,247\pm0,004$		3	$0,331\pm0,004$	$0,232\pm0,005$
	4	$0,068\pm0,021$	$0,176\pm0,004$		4	$0,053\pm0,013$	$0,096\pm0,006$
	5	$0,188\pm0,006$	$0,240\pm0,007$		5	$0,193\pm0,008$	$0,215\pm0,007$
	6	$0,078\pm0,011$	$0,100\pm0,006$		6	$0,061\pm0,015$	$0,152\pm0,014$
	7	$0,144\pm0,015$	$0,204\pm0,005$		7	$0,135\pm0,011$	$0,236\pm0,007$
5796	1	$0,282\pm0,003$	$0,253\pm0,002$				
	2	$0,212\pm0,005$	$0,260\pm0,003$				
	3	$0,335\pm0,020$	$0,254\pm0,030$				
	4	$0,176\pm0,006$	$0,243\pm0,006$				
	5	$0,258\pm0,004$	$0,241\pm0,003$				
	6	$0,159\pm0,010$	$0,234\pm0,007$				
	7	$0,240\pm0,005$	$0,218\pm0,006$				