

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA MARIA  
CENTRO DE CIÊNCIAS NATURAIS E EXATAS  
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

Vanessa Lorenzoni

**POPULAÇÕES ESTELARES E GÁS IONIZADO EM GALÁXIAS  
ESFEROIDAIS CENTRAIS**

Santa Maria, RS  
2019

**Vanessa Lorenzoni**

**POPULAÇÕES ESTELARES E GÁS IONIZADO EM GALÁXIAS ESFEROIDAIS  
CENTRAIS**

Dissertação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física, Área de Concentração em Astronomia, da Universidade Federal de Santa Maria (UFSM, RS), como requisito parcial para obtenção do grau de **Mestre em Física**.

**ORIENTADOR: Prof. Sandro Barboza Rembold**

Santa Maria, RS  
2019

Lorenzoni, Vanessa  
POPULAÇÕES ESTELARES E GÁS IONIZADO EM GALÁXIAS  
ESFEROIDAIS CENTRAIS / Vanessa Lorenzoni.- 2019.  
90 f.; 30 cm

Orientador: Sandro Barboza Rembold  
Dissertação (mestrado) - Universidade Federal de Santa  
Maria, Centro de Ciências Naturais e Exatas, Programa de  
Pós-Graduação em Física, RS, 2019

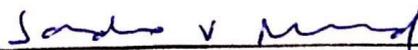
1. galáxias centrais 2. populações estelares 3.  
galáxias esferoidais centrais 4. evolução galáxias  
centrais I. Barboza Rembold, Sandro II. Título.

Vanessa Lorenzoni

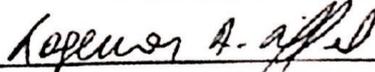
**POPULAÇÕES ESTELARES E GÁS IONIZADO EM GALÁXIAS ESFEROIDAIS  
CENTRAIS**

Dissertação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física, Área de Concentração em Astronomia, da Universidade Federal de Santa Maria (UFSM, RS), como requisito parcial para obtenção do grau de Mestre em Física.

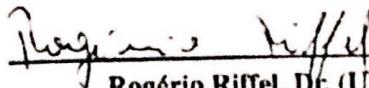
**Aprovado em 10 de julho de 2019:**



**Sandro Barboza Rembold, Dr. (UFSM)**  
(Presidente/Orientador)



**Rogemar André Riffel, Dr. (UFSM)**  
(Videoconferência)



**Rogério Riffel, Dr. (UFRGS)**  
(Videoconferência)

Santa Maria, RS  
2019

## **AGRADECIMENTOS**

*Primeiramente, gostaria de agradecer aos meus pais Edson e Vandi e meu padraastro Joceli por apoiarem minha escolha pela astrofísica e não medirem esforços para que eu pudesse realizar esse sonho. Agradeço também aos meus irmãos Edson Junior, Murilo e Ana, por serem minhas melhores companhias nos dias de descanso.*

*Ao meu orientador Sandro Barboza Rembold, agradeço por ter aceitado fazer parte desse sonho, me proporcionando aprendizados que levarei para toda vida. Obrigada pelos ensinamentos e pela imensa paciência.*

*Aos amigos de laboratório.*

*Ao CNPq pelo apoio financeiro.*

## RESUMO

# POPULAÇÕES ESTELARES E GÁS IONIZADO EM GALÁXIAS ESFEROIDAIS CENTRAIS

AUTORA: Vanessa Lorenzoni

ORIENTADOR: Sandro Barboza Rembold

Galáxias centrais de halos massivos de matéria escura, geralmente de morfologia esferoidal, apresentam propriedades físicas distintas de galáxias esferoidais não centrais com massa comparável. Diversos estudos sugerem que, por estarem em um local privilegiado do halo, tais objetos estão sujeitos a processos evolutivos distintos daqueles que atuam em galáxias não centrais. Tais mecanismos, no entanto, são pouco conhecidos, em particular quanto ao seu impacto no desenvolvimento do conteúdo bariônico (gás e estrelas) das galáxias centrais. Neste trabalho, investigamos as características físicas de uma amostra de galáxias centrais extraídas do catálogo SPIDER em função tanto da massa do halo quanto da massa estelar da galáxia, a fim de obter informações que permitam montar um cenário plausível para a formação e evolução dessas galáxias. Para obter informações das populações estelares das galáxias estudadas, combinamos os espectros óticos do levantamento SDSS em bins de massa do halo e dispersão de velocidades e utilizamos o código STARLIGHT. A confiabilidade dos resultados foi testada confrontando-os com amostras de espectros simulados com diferentes características. Para identificar a presença de gás ionizado, medimos a largura equivalente da linha  $H\alpha$  por ajuste de gaussianas. Encontramos que a extinção  $A_V$ , a largura equivalente de  $H\alpha$  e a contribuição de uma lei de potência aumentam conforme aumenta a massa do halo e diminui a dispersão de velocidades da galáxia central. As idades estelares médias apresentam comportamento oposto, se tornando mais baixas nesses mesmos regimes. Já a metalicidade estelar média é maior quanto maior for a massa do halo e a dispersão de velocidades. Essas relações, no entanto, são bastante sensíveis à base utilizada na síntese de populações estelares. A dependência da largura equivalente de  $H\alpha$  com as massas da galáxia e do halo é, juntamente com a extinção  $A_V$ , bem descrita por um cenário no qual o depósito de gás frio em uma galáxia central é regulado pela competição entre *feedback* da atividade nuclear da galáxia central e o resfriamento do gás intra-aglomerado, assumindo-se o modelo de acreção de Bondi. Dessa forma, o resfriamento do gás do ICM deve ser necessário pra descrever o histórico de formação estelar de uma central. Porém, dadas as baixas larguras equivalentes de  $H\alpha$  observadas, esse mecanismo possivelmente não é dominante.

**Palavras-chave:** galáxias centrais, evolução de galáxias centrais, população estelar, galáxias esferoidais centrais de halos

## ABSTRACT

# STELLAR POPULATIONS AND IONIZED GAS IN CENTRAL SPHERICAL GALAXIES

AUTHOR: Vanessa Lorenzoni

ADVISOR: Sandro Barboza Rembold

Central galaxies of dark matter massive halos, usually of spheroidal morphology, have distinct physical properties of non-central spheroidal galaxies with comparable mass. Several studies suggest that, because they are in a privileged halo location, such objects are subject to evolutionary processes distinct from those that operate in non-central galaxies. Such mechanisms, however, are misunderstood, particularly as regards their impact on the development of central galaxies baryonic (gas and star) content. In this work, we investigate the physical characteristics of a sample of central galaxies extracted from the SPIDER catalog in function of both the halo mass and the stellar mass of the galaxy, in order to obtain information that allows us to set up a plausible scenario for the formation and evolution of these galaxies. In order to obtain information about the stellar populations of the studied galaxies, we combine the optical spectra of the SDSS survey in halo mass bins and velocity dispersion and use the STARLIGHT code. The reliability of the results was tested by comparing them with samples of mock spectra with different characteristics. To identify the presence of ionized gas, we measured the equivalent width of  $H\alpha$  by Gaussian fits. We find that the extinction  $A_V$ , the equivalent width of  $H\alpha$  and the contribution of a power law increase as the halo mass increases and the velocity dispersion of the central galaxy decreases. Mean stellar ages have opposite behavior, becoming lower in these same regimes. Mean stellar metallicity is higher as halo mass and velocity dispersion increase. These relationships, however, are quite sensitive to the basis used in the synthesis of stellar populations. The dependence of the equivalent width of  $H\alpha$  with the masses of the galaxy and the halo is, together with the extinction  $A_V$ , well described by a scenario in which cold gas deposition in a central galaxy is regulated by competition between feedback of the nuclear activity of the central galaxy and the cooling of the intracluster gas, assuming the Bondi accretion model. Thus, ICM gas cooling must be necessary to describe the stellar formation history of a central galaxy. However, given the low equivalent widths of  $H\alpha$  observed, this mechanism is possibly not dominant.

**Keywords:** central galaxies, central galaxies evolution, stellar population, central spheroidal galaxies of halos

## LISTA DE FIGURAS

Figura 1.1 – Diagrama da classificação de Hubble. ....	14
Figura 1.2 – Diagrama da classificação de de Vaucoulers. ....	15
Figura 1.3 – Galáxia Irregular (IBm) NGC 4449. ....	16
Figura 1.4 – Galáxia Espiral NGC 5457. ....	17
Figura 1.5 – Galáxia lenticular NGC 4866. ....	17
Figura 1.6 – Galáxia elíptica NGC 4621. ....	18
Figura 1.7 – Galáxia central esferoidal do tipo cD no centro do aglomerado de galáxias Abell 2261. ....	22
Figura 2.1 – Comparação com o espectro observado e a síntese usando base BC03 e Vaz- dekis. ....	34
Figura 2.2 – Ajuste gaussiano (em laranja) sobre as linhas de emissão [NII] $\lambda$ 6548.05, H $\alpha$ $\lambda$ 6562.8 e [NII] $\lambda$ 6583.4. ....	35
Figura 3.1 – Comparação entre espectro sintético e simulado para idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, usando base BC03. As barras ver- ticais correspondem aos percentis 5 e 95% para cada grandeza. ....	38
Figura 3.2 – Comparação entre espectro sintético e simulado para idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, usando base Vazdekis. ....	39
Figura 3.3 – Relação gráfica entre as propriedades físicas em função da massa do halo e da dispersão de velocidade, usando base BC03. ....	40
Figura 3.4 – Relação gráfica entre as propriedades físicas em função da massa do halo e da dispersão de velocidade, usando base Vazdekis. ....	41
Figura A.1 – Exemplo de um espectro de entrada para o STARLIGHT. ....	57
Figura A.2 – Exemplo de um arquivo máscara para o STARLIGHT. ....	57
Figura A.3 – Exemplo de um arquivo de base para o STARLIGHT. ....	58
Figura A.4 – Exemplo de um espectro de base para o STARLIGHT, as primeiras linhas, onde existem #, serão ignoradas pelo STARLIGHT, são apenas informações sobre o espectro. ....	58
Figura A.5 – Exemplo de um arquivo de configuração para o STARLIGHT. ....	59
Figura A.6 – Exemplo de um arquivo grade para o STARLIGHT. ....	59
Figura A.7 – Exemplo de um arquivo de saída para o STARLIGHT. ....	60
Figura B.1 – Relação entre os valores para idade estelar média obtidos na simulação e os reproduzidos pela síntese espectral, usando base Vazdekis. ....	62
Figura B.2 – Relação entre os valores para metalicidade estelar média obtidos na simulação e os reproduzidos pela síntese espectral, usando base Vazdekis. ....	63
Figura B.3 – Relação entre os valores para extinção obtidos na simulação e os reproduzidos pela síntese espectral, usando base Vazdekis. ....	64
Figura B.4 – Relação entre os valores para lei de potência obtidos na simulação e os repro- duzidos pela síntese espectral, usando base Vazdekis. ....	65
Figura B.5 – Relação entre os valores para idade estelar média obtidos na simulação e os reproduzidos pela síntese espectral, usando base BC03. ....	66
Figura B.6 – Relação entre os valores para metalicidade estelar média obtidos na simulação e os reproduzidos pela síntese espectral, usando base BC03. ....	67
Figura B.7 – Relação entre os valores para extinção obtidos na simulação e os reproduzidos pela síntese espectral, usando base BC03. ....	68
Figura B.8 – Relação entre os valores para lei de potência obtidos na simulação e os repro-	

	duzidos pela síntese espectral, usando base BC03. ....	69
Figura B.9	– Relação entre os valores para idade estelar média obtidos na simulação feita com base Vazdekis e os reproduzidos pela síntese espectral com base BC03. ....	70
Figura B.10	– Relação entre os valores para metalicidade estelar média obtidos na simulação feita com base Vazdekis e os reproduzidos pela síntese espectral com base BC03. ....	71
Figura B.11	– Relação entre os valores para extinção obtidos na simulação feita com base Vazdekis e os reproduzidos pela síntese espectral com base BC03. ....	72
Figura B.12	– Relação entre os valores para lei de potência obtidos na simulação feita com base Vazdekis e os reproduzidos pela síntese espectral com base BC03. ...	73
Figura B.13	– Relação entre os valores para idade estelar média obtidos na simulação feita com base BC03 e os reproduzidos pela síntese espectral com base Vazdekis. ....	74
Figura B.14	– Relação entre os valores para metalicidade estelar média obtidos na simulação feita com base BC03 e os reproduzidos pela síntese espectral com base Vazdekis. ....	75
Figura B.15	– Relação entre os valores para extinção obtidos na simulação feita com base BC03 e os reproduzidos pela síntese espectral com base Vazdekis. ....	76
Figura B.16	– Relação entre os valores para lei de potência obtidos na simulação feita com base BC03 e os reproduzidos pela síntese espectral com base Vazdekis. ...	77
Figura B.17	– Coeficiente de Pearson dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, com base Vazdekis. ....	78
Figura B.18	– Coeficiente de Spearman dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, com base Vazdekis. ....	79
Figura B.19	– Coeficiente angular dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, com base Vazdekis. ....	80
Figura B.20	– Coeficiente angular dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, com base BC03. ....	81
Figura B.21	– Coeficiente de Pearson dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, com base BC03. ....	82
Figura B.22	– Coeficiente de Spearman dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, com base BC03. ....	83
Figura B.23	– Coeficiente de Pearson dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, para bases cruzadas, sendo a base BC03 usada na síntese, e Vazdekis na criação dos espectros simulado. ....	84
Figura B.24	– Coeficiente de Spearman dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, para bases cruzadas, sendo a base BC03 usada na síntese, e Vazdekis na criação dos espectros simulado. ....	85
Figura B.25	– Coeficiente angular dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, para bases cruzadas, sendo a base BC03 usada na síntese, e Vazdekis na criação	

	dos espectros simulado. ....	86
Figura B.26	– Coeficiente de Pearson dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, para bases cruzadas, sendo a base Vazdekis usada na síntese, e BC03 na criação dos espectros simulado. ....	87
Figura B.27	– Coeficiente de Spearman dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, para bases cruzadas, sendo a base Vazdekis usada na síntese, e BC03 na criação dos espectros simulado. ....	88
Figura B.28	– Coeficiente angular dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, para bases cruzadas, para bases cruzadas, sendo a base Vazdekis usada na síntese, e BC03 na criação dos espectros simulado. ....	89

## LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

ETG	<i>Early-Type Galaxy</i>
LTG	<i>Late-Type Galaxy</i>
Y07	Yang et al. (2007)
BGC	<i>Brightest Cluster Galaxy</i>
IMF	<i>Initial Mass Function</i>
ICM	<i>Intracluster Medium</i>
AGN	<i>Active Galactic Nucleus</i>
SDSS	<i>Sloan Digital Sky Survey</i>
$\lambda$	Comprimento de onda
SMBH	<i>Supermassive Black Hole</i>
S/N	Razão sinal-ruído

## LISTA DE SÍMBOLOS

lyr	Ano-luz ( $9.461 \times 10^{15}$ m)
Myr	$10^6$ anos
$L_{\odot}$	Luminosidade Solar ( $3,83 \times 10^{26}$ W)
$M_{\odot}$	Massa Solar ( $1,9891 \times 10^{30}$ kg)
kpc	Kiloparsec (3261.56 lyr)

## SUMÁRIO

<b>1</b>	<b>INTRODUÇÃO</b> .....	<b>13</b>
1.1	GALÁXIAS .....	13
<b>1.1.1</b>	<b>Morfologia</b> .....	<b>13</b>
1.1.1.1	<i>Galáxias Irregulares</i> .....	15
1.1.1.2	<i>Galáxias Espirais</i> .....	16
1.1.1.3	<i>Galáxias Lenticulares</i> .....	16
1.1.1.4	<i>Galáxias Elípticas</i> .....	17
1.2	AGLOMERADOS DE GALÁXIAS .....	19
1.3	GALÁXIAS CENTRAIS .....	20
<b>1.3.1</b>	<b>Núcleos Ativos de Galáxias</b> .....	<b>22</b>
1.4	OBJETIVOS .....	24
<b>2</b>	<b>DADOS E METODOLOGIA</b> .....	<b>25</b>
2.1	DADOS .....	25
<b>2.1.1</b>	<b>Seleção de amostra</b> .....	<b>25</b>
<b>2.1.2</b>	<b>Ambiente</b> .....	<b>25</b>
<b>2.1.3</b>	<b>Espectros do SLOAN</b> .....	<b>26</b>
2.2	METODOLOGIA .....	27
<b>2.2.1</b>	<b>Criação dos <i>stacks</i></b> .....	<b>27</b>
2.3	SÍNTESE DE POPULAÇÃO ESTELAR: STARLIGHT .....	27
<b>2.3.1</b>	<b>Modelos Espectrofotométricos</b> .....	<b>29</b>
<b>2.3.2</b>	<b>Templates de Base</b> .....	<b>29</b>
2.3.2.1	<i>Base Vazdekis</i> .....	29
2.3.2.2	<i>Base BC03</i> .....	30
2.4	SIMULAÇÕES TESTE .....	32
<b>2.4.1</b>	<b>Síntese espectral dos <i>stacks</i></b> .....	<b>34</b>
2.5	LARGURA EQUIVALENTE DE $H\alpha$ .....	35
<b>3</b>	<b>RESULTADOS</b> .....	<b>36</b>
3.1	SIMULAÇÕES COM BASE NOS <i>STACKS</i> .....	36
3.2	RESULTADOS <i>STACKS</i> .....	37
<b>4</b>	<b>DISCUSSÃO</b> .....	<b>42</b>
4.1	TENDÊNCIAS OBSERVADAS.....	42
4.2	MODELAMENTO: RESFRIAMENTO DO ICM E <i>FEEDBACK</i> DO AGN .....	45
<b>5</b>	<b>CONCLUSÃO</b> .....	<b>50</b>
5.1	PERSPECTIVAS .....	51
	<b>REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS</b> .....	<b>52</b>
	<b>APÊNDICE A – EXEMPLOS DOS ARQUIVOS STARLIGHT</b> .....	<b>57</b>
	<b>APÊNDICE B – SIMULAÇÕES TESTES</b> .....	<b>61</b>

# 1 INTRODUÇÃO

Uma fração significativa da matéria que encontramos no Universo se concentra em estruturas estelares chamadas galáxias. Tais estruturas apresentam diferentes extensões físicas, morfologias e propriedades físicas. Além disso, as galáxias não se encontram distribuídas homogeneamente no Universo, mas se concentram em estruturas a que, dependendo do número de objetos que os constitui e de suas dimensões, nos referimos como grupos ou aglomerados de galáxias<sup>1</sup>. Além das galáxias que os compõem, grupos e aglomerados de galáxias são constituídos por um gás disperso chamado *meio intra-aglomerado* e por um halo de matéria escura, que é a estrutura dominante em massa. À galáxia localizada no centro desse halo, referimo-nos como *galáxia central do halo*.

Nas seções a seguir, iremos descrever com mais detalhes as propriedades das galáxias em geral, das estruturas às quais podem estar associadas, e das galáxias centrais dos halos de matéria escura. Ao final, iremos apresentar os objetivos de nosso trabalho.

## 1.1 GALÁXIAS

### 1.1.1 Morfologia

As variações existentes quanto à forma das galáxias luminosas do Universo próximo levou Hubble (1926) a classificá-las em três categorias principais, visando melhor compreendê-las: elípticas, espirais e irregulares. Uma representação dessas categorias é ilustrada no chamado *diagrama de Hubble*, mostrado da figura 1.1.

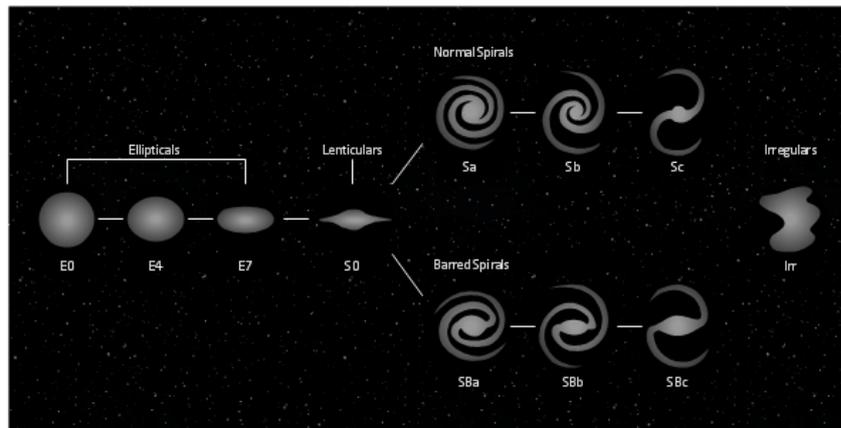
À esquerda do diagrama de Hubble, encontram-se as galáxias elípticas, que são constituídas por um único componente estrutural com formato esferoidal. Representadas pela letra E, se subdividem, conforme o grau de achatamento aparente, por números  $n$  de 0 a 7, sendo uma galáxia E0 perfeitamente circular e uma galáxia E7 apresentando razão axial de 0.3 (onde  $n = 10 \times (1 - b/a)$ ).

À direita, encontramos duas sequências paralelas de galáxias espirais, que são galáxias caracterizadas pela presença de braços espirais em um disco estelar e uma estrutura central chamada bojo. Na parte superior, temos as chamadas espirais normais e na parte inferior, as espirais barradas, que diferem das normais pela presença de uma barra estelar cruzando o bojo. As galáxias espirais normais se subdividem em Sa, Sb e Sc, onde Sa é uma espiral com braços fechados e simétricos, Sc com braços abertos e não simétricos, e Sb são galáxias intermediárias

---

<sup>1</sup>Neste trabalho, vamos nos referir a quaisquer estruturas formadas por galáxias como *aglomerados* independentemente de sua massa.

Figura 1.1 – Diagrama da classificação de Hubble.



Fonte: <https://astroPontos.org/2018/09/19/lenticulares-um-grupo-de-galaxias-hbridas/>

entre Sa e Sc. As espirais barradas apresentam a mesma subdivisão, sendo representadas por SBa, SBb e SBc. No extremo direito do diagrama de Hubble, temos as galáxias irregulares, denominadas pela letra I, cuja forma não possui simetria. Na interseção entre as galáxias elípticas e espirais, encontram-se as galáxias lenticulares, representadas por S0. As lenticulares são dotadas de bojo e disco, mas diferem das espirais pela ausência de braços espirais.

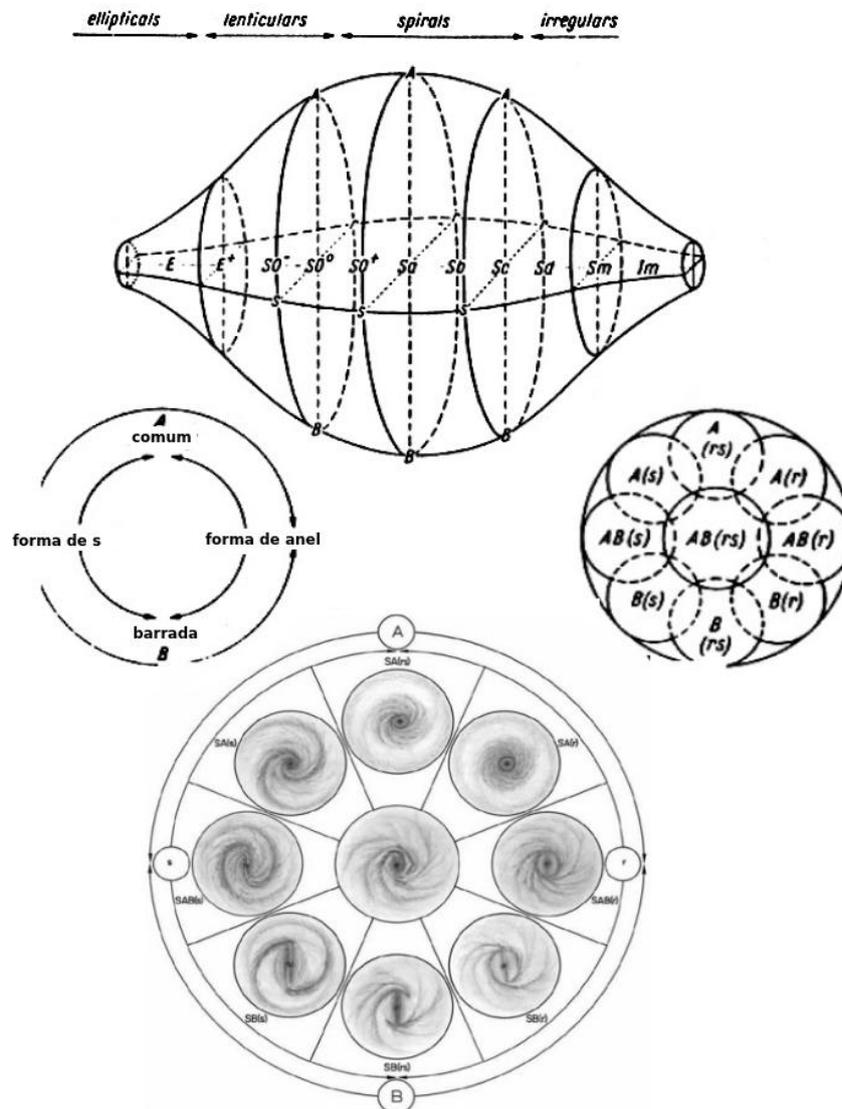
Posteriormente, outros sistemas de classificação foram propostos, adicionando subcategorias para as classificações já existentes. Características como anéis internos e externos (representados por r e R, respectivamente), braços espirais se conectando em formato de “S” na região central (representado por s) e a presença de alguma peculiaridade morfológica (representada por p) são alguns exemplos. A figura 1.2 ilustra tais características no sistema de classificação de de Vaucouleurs (1959).

Ao conjunto de galáxias à direita no diagrama de Hubble, costumamos nos referir como *galáxias late-type*, e ao conjunto de galáxias à esquerda, *galáxias early-type*. Essa nomenclatura se origina na suposição de Hubble de que galáxias elípticas evoluem até o estágio de espirais, o que mais tarde se provou errado. Essa nomenclatura não tem uma definição muito precisa; usaremos os termos *early-type galaxy*<sup>2</sup> ou *esferoidal* para nos referirmos de forma geral a galáxias elípticas e com morfologia esferoidal, enquanto que *late-types* representam objetos com quaisquer outras morfologias.

A seguir, descrevemos as características principais do sistemas de classificação de Hubble.

<sup>2</sup>Usualmente substituído pela sigla ETG.

Figura 1.2 – Diagrama da classificação de de Vaucoulers.

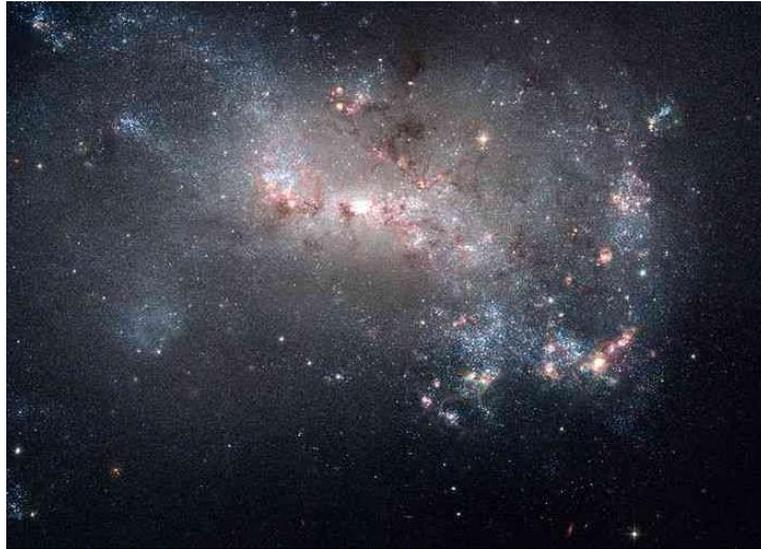


Fonte: ned.ipac.caltech.edu

### 1.1.1.1 Galáxias Irregulares

As galáxias irregulares apresentam uma estrutura sem simetria definida. Geralmente são pequenas (3 kpc a  $\sim 15$  kpc) e de baixa massa, entre  $10^9$  e  $10^{10} M_{\odot}$  (Roberts; Haynes, 1994). As irregulares possuem formação estelar relativamente intensa, sendo seu brilho dominado por estrelas jovens e regiões HII, distribuídas irregularmente. Observações na linha de 21 cm do hidrogênio neutro mostram, com frequência, a existência de um disco de gás similar ao das galáxias espirais (Roberts, 1969). Na classificação de de Vaucoulers, apresentam as seguintes categorias: Irregular comum (IA), com barra (IB), intermediária (IAB), Irregular do tipo Magalhães (Im) e tipo não-Magalhães (I0). Um exemplo é mostrado na figura 1.3, que mostra uma imagem ótica da galáxia NGC 4449, uma irregular barrada do tipo Magalhães (IBm).

Figura 1.3 – Galáxia Irregular (IBm) NGC 4449.



Fonte: [https://en.wikipedia.org/wiki/NGC\\_4449](https://en.wikipedia.org/wiki/NGC_4449)

### 1.1.1.2 Galáxias Espirais

As galáxias espirais possuem, além das componentes que definem a classe, a presença de um halo estelar de baixa densidade. Espirais podem variar em tamanho de 5 a 100 kpc e em massa de  $10^9$  a  $10^{12} M_{\odot}$  (Roberts; Haynes, 1994). Nas espirais encontramos gás em múltiplas fases. O gás mais frio ( $\sim 100$  K) está distribuído preferencialmente ao longo do disco enquanto o gás quente ( $\sim 10^4$  K) se distribui ao longo do halo. Mecanismos que possibilitam o resfriamento do gás quente alimentam os discos, possibilitando a existência de formação estelar recente, encontrada geralmente nos braços espirais. Galáxias espirais possuem rotação ao longo do disco galáctico e com isso, as estrelas seguem uma órbita com orientação padrão. Através da curva de rotação dessas galáxias podemos obter uma estimativa de sua massa.

Um exemplo de galáxia espiral, NGC 5457, é mostrado na figura 1.4. Essa galáxia é uma espiral SAB(rs)cd, de acordo com a classificação de Vaucouleurs, ou seja, apresenta uma barra pouco proeminente (AB), morfologia dos braços na região central intermediária entre os tipos r e s (rs), e alto grau de abertura e de assimetria dos braços (cd).

### 1.1.1.3 Galáxias Lenticulares

As galáxias lenticulares são galáxias que estão entre espirais e elípticas na sequência de Hubble, pois apesar de terem o componente de disco assim como as espirais, possuem pouca ou nenhuma quantidade de gás, como nas galáxias elípticas, o que implica em sua incapacidade de formar muitas estrelas. Isso faz com que a população de estrelas nessas galáxias seja mais velha. Suas faixas de massa variam de  $\sim 10^9$  a  $10^{12} M_{\odot}$  (Fraknoi; Morrison; Wolf, 2016) e raio entre 10 a 100 kpc (Schneider, 2006) sendo ligeiramente maiores que a de galáxias espirais. A

Figura 1.4 – Galáxia Espiral NGC 5457.



Fonte: [https://en.wikipedia.org/wiki/Pinwheel\\_Galaxy](https://en.wikipedia.org/wiki/Pinwheel_Galaxy)

figura 1.5 nos mostra um exemplo desse tipo de galáxia, NGC 4866.

Figura 1.5 – Galáxia lenticular NGC 4866.



Fonte: [https://en.wikipedia.org/wiki/NGC\\_4866](https://en.wikipedia.org/wiki/NGC_4866)

#### 1.1.1.4 Galáxias Elípticas

As galáxias elípticas são compostas de populações estelares velhas (na ordem de  $10^{10}$  anos) quando comparadas as espirais e irregulares. Geralmente possuem pouca ou nenhuma formação estelar recente. As galáxias elípticas podem abranger uma faixa de tamanho de  $\sim 0.9$

a  $\sim 215$  kpc, e sua massa de  $10^5$  a aproximadamente  $10^{13} M_{\odot}$  (Fraknoi; Morrison; Wolf, 2016). Um exemplo de galáxia que compõem essa classe é a NGC 4621, cujo tipo morfológico é E5 (veja figura 1.6).

Figura 1.6 – Galáxia elíptica NGC 4621.



Fonte: [https://en.wikipedia.org/wiki/Messier\\_59](https://en.wikipedia.org/wiki/Messier_59)

As estrelas que constituem as galáxias elípticas apresentam, em geral, movimento desordenado. Dessa forma, tais sistemas não possuem suporte rotacional, isto é, não possuem disco e conseqüentemente não possuem movimentos ordenados, diferente do que é visto em galáxias espirais. Para caracterizar a cinemática global das estrelas dentro dessas galáxias usamos a dispersão de velocidades. A dispersão de velocidades ( $\sigma$ ) é a dispersão estatística de velocidades para um grupo de objetos, e geralmente é obtido através do desvio padrão amostral. Para uma galáxia, a assinatura da dispersão de velocidades estelares na linha de visada é um alargamento das linhas de absorção devido ao efeito Doppler. A determinação da dispersão de velocidades é feita estimando-se esse alargamento. Em geral, elípticas massivas apresentam valores altos de  $\sigma$ , de forma que podemos utilizar a dispersão de velocidades como um indicador aproximado de massa.

Galáxias elípticas apresentam uma relação cor-magnitude bem definida, que mostra que elípticas mais brilhantes e massivas são mais vermelhas, devido principalmente a sua metalicidade ser mais alta (Kodama; Arimoto, 1997). Essa tendência também é caracterizada pela relação metalicidade – dispersão de velocidades, que indica que as galáxias com maior  $\sigma$  apresentam maior metalicidade. Essas relações são interpretadas em um cenário em que quanto maior a massa da elíptica, mais difícil o gás ser dissipado por processos de feedback como, por exemplo, explosões de supernovas. Assim, as estrelas que se formam após o primeiro “burst” de estrelas, nascem de um gás enriquecido pelo material processado e ejetado nas primeiras gerações de estrelas, e esse processo é mais eficiente para elípticas de alta massa (Terlevich et

al., 1981).

O feedback de explosões de supernovas pode servir como um agente inibidor do desenvolvimento do conteúdo estelar em uma galáxia (Efstathiou, 2000). Além do feedback estelar, buracos negros supermassivos centrais podem ter desempenhado um papel importante na limitação do crescimento da massa estelar dessas galáxias, inibindo a formação de estrelas (Stott et al., 2012). Diversas evidências apontam que a evolução posterior das galáxias elípticas pode ser também, em parte, a processo de fusão (Xie et al., 2015).

## 1.2 AGLOMERADOS DE GALÁXIAS

Aglomerados de galáxias são as maiores estruturas (quase) virializadas gravitacionalmente ligadas do Universo. São constituídas por galáxias, meio intra-aglomerado (ICM) e matéria escura. Possuem diâmetros de 1 Mpc até 10 Mpc, e possuem massa típica de  $10^{12}$  a  $10^{15} M_{\odot}$ . No limite inferior de massa, são chamados, geralmente, de grupos. Quanto ao número de galáxias brilhantes neles contidas, podem apresentar de algumas dezenas (para grupos) até milhares de membros. Podemos inferir a massa de um aglomerado de galáxias utilizando lentes gravitacionais, que são distorções causadas na luz devido a corpos de grande massa (Hoekstra et al., 2013), através da emissão em raio-X do ICM, desde que o aglomerado esteja em equilíbrio dinâmico e o plasma em equilíbrio hidrostático (Fabricant; Lecar; Gorenstein, 1980) e pela cinemática das galáxias utilizando o teorema do virial (Heisler; Tremaine; Bahcall, 1985).

A matéria escura está distribuída em um halo extenso e constitui o componente mais importante em termos de massa em um aglomerado de galáxias, correspondendo a  $\sim 80\%$  desta. A detecção dessa componente é completamente baseada nos seus efeitos gravitacionais, uma vez que não é interagente com a luz. Modelos de formação de estrutura em grande escala no Universo sugerem que a matéria escura é principalmente não bariônica (Bergström, 2000). Além desse halo de matéria escura, aglomerados de galáxias apresentam sub-halos de matéria escura associados a galáxias individuais. Uma vez que os halos de matéria escura são dominantes em massa e são o componente mais extenso, é comum nos referirmos à massa total de um aglomerado como *massa do halo*.

O meio intra-aglomerado é o segundo componente mais importante em termos de massa, respondendo por  $\sim 15\%$  da massa total e  $\sim 70\%$  da massa bariônica. É composto de gás primordial (material que restou durante da fase de formação das galáxias) e de gás ejetado das galáxias devido às explosões de supernovas, etc. O gás do ICM é quente, com temperatura de  $\sim 3 \times 10^7$  K, (Mathiesen; Evrard, 2001) e denso, cujo pico de densidade corresponde ao centro do sistema (Short; Thomas; Young, 2013). O ICM é também emissor em raios-X devido ao processo *bremsstrahlung* térmico. Esse processo se dá quando um elétron passa próximo a um núcleo atômico, sendo então freado pela colisão.

Da massa total do aglomerado, apenas 5% é composto por galáxias. Dentre a população

de galáxias dos aglomerados, podemos identificar duas classes: galáxias *centrais*, que são as galáxias localizadas no centro do halo de matéria escura (e cujo sub-halo se confunde com o próprio halo do aglomerado) e *satélites*, galáxias que podem estar associadas a sub-halos de matéria escura e que orbitam em torno da galáxia central. Observa-se uma maior concentração de galáxias próximas ao centro dos aglomerados e uma tendência de que galáxias elípticas e lenticulares ocorram em regiões mais densas e próximas do centro. Na periferia, encontramos galáxias espirais e irregulares. Trata-se da conhecida relação morfologia-densidade (Dressler, 1980). Essas características apresentadas pelas galáxias satélites são interpretadas em um cenário em que as galáxias imersas nesse meio podem sofrer com diversos processos físicos como por exemplo, pressão de arraste (a pressão causada pelo ICM é suficientemente forte para retirar o gás interno da galáxia e impedir formação estelar), “strangulation” (ou starvation), quando a galáxia entra no ICM, o halo de gás quente da galáxia não consegue resfriar por causa da temperatura do ICM, então a galáxia vai deixando de formar estrelas podem moldar a formação e desenvolvimento dessas galáxias (Simpson et al., 2018; Trussler et al., 2018). No cenário hierárquico de formação de estruturas, sistemas de alta massa são produzidos por uma cadeia de fusões de sistemas de mais baixa massa. Dessa forma, as satélites são galáxias que foram ou estão sendo acretadas ao halo durante a sua evolução (Croton et al., 2006).

Aglomerados de galáxias podem apresentar diversos graus de evolução dinâmica. Nos dois extremos dessa evolução encontramos aglomerados regulares e irregulares. Aglomerados regulares estão em um estado já termalizado, apresentam uma morfologia mais simétrica e circular, possuem alta densidade central e são dominados por ETGs. Os irregulares, se encontram em um estágio mais inicial do processo de relaxação dinâmica, são mais dispersos e assimétricos, não apresentam uma densidade central muito elevada e apresentam maior diversidade morfológica (Xu; Fang; Wu, 2000). É comum que aglomerados regulares de galáxias apresentem uma galáxia massiva central bastante dominante em brilho em comparação com as galáxias satélites, correspondendo à galáxia central do respectivo halo. Podemos, no entanto, identificar uma galáxia central mesmo em halos irregulares, como a galáxia dotada do mais massivo sub-halo de matéria escura (Yang et al., 2011). Tais galáxias apresentam características marcantes e distintas das galáxias satélites, como descrito a seguir.

### 1.3 GALÁXIAS CENTRAIS

No centro dos halos de matéria escura dos aglomerados e grupos de galáxias residem galáxias geralmente massivas com aproximadamente  $10^{13} M_{\odot}$  (Dressler, 1979) e esferoidais. Apresentam população estelar antiga, com pouco ou nenhuma formação estelar e na sua maioria, alta metalicidade (Loubser et al., 2009). Tais galáxias incluem as galáxias mais massivas e luminosas do universo e, com frequência, correspondem às chamadas *Brightest Cluster Galaxies*, i.e. as galáxias mais luminosas do seu respectivo halo. Essas galáxias, que iremos nos

referir apenas como galáxias centrais, possuem propriedades físicas diferentes de outras elípticas de massa comparável: Apresentam maior probabilidade de serem radiogaláxias, descrevem uma relação de Faber-Jackson distinta, possuem razões  $\alpha/\text{Fe}$  mais altas e emissão ótica de mais baixa intensidade (Von Der Linden et al., 2007). Além disso, apresentam, com frequência, em particular quando fazem parte de aglomerados massivos, envelopes de luz periféricos de natureza estelar que inexistem em galáxias elípticas convencionais. Galáxias centrais dotadas dessa característica constituem o tipo morfológico cD.

Ainda não se sabe, com clareza, como se dá o processo de formação e evolução dessas galáxias, pois envolve processos “internos” complexos como a transformação de gás em estrelas, processos de *feedback* de, por exemplo, núcleos ativos de galáxias (AGN) e supernovas (Stott et al., 2012). Parte do desenvolvimento do conteúdo estelar das centrais deve estar associado ao processo de fricção dinâmica, que conduz galáxias massivas ao centro do sistema, alimentando a galáxia central. Esse é um dos processos que, acredita-se, dá origem tanto às grandes massas quanto às distribuições radiais de brilho superficial das galáxias cD, elípticas gigantes dotadas de envelope estelar estendido, veja um exemplo na figura 1.7 (Oemler JR., 1976). Outro método possível para a central desenvolver conteúdo estelar são os *cooling flows*, i.e., o gás central quente do aglomerado perde a maior parte de sua pressão e energia térmica por emissão de raios-X e isso acontece rapidamente, entre 10 a 100 Myr (Gaspari; Brighenti; Ruszkowski, 2013). O resultado disso seria um grande fluxo de resfriamento. O resfriamento previsto dessa forma provocaria intensa formação estelar, o que não é observado, o que sugere que o meio é reaquecido por alguma fonte (Fabian, 1986). Um mecanismo capaz de explicar esse reaquecimento é a atividade nuclear, comum em centrais (Gaspari; Brighenti; Ruszkowski, 2013). Estudos teóricos (Ciotti; Ostriker, 1997) sugerem que esses processos são capazes de fornecer energia suficiente para evitar que o gás se acumule e esfrie nas regiões centrais dos aglomerados, extinguindo a formação de estrelas.

Ainda, fusões (*mergers*) entre galáxias podem ser outro meio para influenciar no modo como centrais evoluem. Um “minor merger” ocorre quando uma das galáxias é significativamente mais massiva que a outra, podendo ser essa diferença em massa de 1:5 (Bédorf; Portegies Zwart, 2013), razão essa que pode variar conforme autor. A mais massiva consome a menos massiva, absorvendo a maior parte de seu gás, estrelas e matéria escura, tendo pouco efeito na morfologia ou na cinemática da galáxia mais massiva mas produzindo aumento de sua massa. Um “major merger” ocorre se duas galáxias que são, aproximadamente, de mesma massa colidem. Durante a fusão ocorre randomização das órbitas estelares e, caso uma das galáxias progenitoras seja rica em gás, a produção de um surto de formação estelar que consome o gás original. O gás residual pode ser ejetado através de processos de *feedback*. O resultado final é uma ETG (Lambas et al., 2012).

Figura 1.7 – Galáxia central esferoidal do tipo cD no centro do aglomerado de galáxias Abell 2261.



Fonte: <https://www.spacetelescope.org/images/heic1216a/>

### 1.3.1 Núcleos Ativos de Galáxias

Algumas galáxias possuem uma região compacta muito brilhante no centro – muito mais brilhante do que uma região do mesmo tamanho em uma galáxia normal – e cujo espectro é de natureza não-estelar. Essa emissão provém da acreção de matéria por um buraco negro supermassivo (SMBH) no centro galáctico. Chamamos essas galáxias de galáxias ativas ou AGN (Antonucci, 1993).

Os AGNs apresentam características observacionais diferentes entre si. Desta forma é possível separar os AGNs em diferentes classes, das quais as principais são: Galáxias Seyfert, QUASARes, Blazares, LINERs e radiogaláxias. Nos espectros óticos de galáxias Seyfert, LINERs e radiogaláxias podemos identificar dois regimes de emissão: núcleos ativos exibindo somente linhas de emissão estreitas (largura a meia altura de  $\sim 1000 \text{ km s}^{-1}$ ) ou apresentando, além destas, componentes largas (até  $10000 \text{ km s}^{-1}$ ) em linhas espectrais permitidas. As diferentes características dos AGNs são explicadas por um modelo no qual a emissão é produzida por acreção de matéria, oriunda de um disco de acreção, pelo SMBH central, e as diferentes classes são produzidas por diferenças de sua orientação na linha de visada, pela presença ou não de jatos de partículas e pela eficiência do mecanismo de acreção (Antonucci, 1993; Peterson, 1997).

Observacionalmente, é comum galáxias centrais de aglomerados massivos serem radiogaláxias (Best et al., 2007). As radiogaláxias são caracterizadas por jatos com forte emissão em rádio. Com base em suas propriedades espectrais em radiofrequências, essas galáxias são subdivididas em: fontes de *steep-spectrum* e *flat-spectrum*. Isso é feito ajustando o fluxo em um intervalo de  $\sim 1 \text{ GHz}$  com uma lei de potência do tipo  $F_\nu \propto \nu^{-\alpha}$  e a divisão é feita em  $\alpha = 0.4$ .

Radiogaláxias também podem ser separadas em duas populações, baseadas na presença ou não de linhas de emissão de alta excitação nos espectros: radiogaláxia de alta excitação

(HERG) e de baixa excitação (LERG) (Hine; Longair, 1979). Acredita-se que a causa dessa dicotomia se dê por diferentes taxas de acreção, e estão associadas a *feedback* principalmente no modo radioativo nas HERG e no modo mecânico, na forma de jatos, nas LERG (Best; Heckman, 2012). Em galáxias centrais, o feedback de AGN é dominado por processos mecânicos. O efeito da atividade do AGN no ICM aparece em várias observações em raios-X e rádio, onde observa-se que jatos de rádio do AGN acabam por preencher grandes “cavidades” no gás emissor de raio-X, demonstrando o poder desse processo (Churazov et al., 2007). Esse processo seria um possível mecanismo para tentar explicar a forma com a qual galáxias centrais evoluem, já que impede o resfriamento do ICM próximo a ela (Stott et al., 2012).

## 1.4 OBJETIVOS

Queremos ser capazes de compreender como uma galáxia central desenvolve seu conteúdo bariônico e alguns processos físicos que podem participar desse desenvolvimento é a formação estelar in loco por cooling flow, *mergers* (*minor*, *major* envolvendo gás ou não), *feedback* do AGN, etc. Como cada um desses processos influenciam na construção dessas galáxias ainda é tema de muito debate, mas algumas evidências nos levam na direção de que essa história tem que ser contada de uma maneira diferente dependendo da massa da galáxia central e da massa do halo. Um estudo que nos leva a isso é La Barbera et al. (2014). Para obtermos informações que possam auxiliar numa melhor compreensão de como esses diferentes mecanismos atuam no desenvolvimento do conteúdo estelar e no gás das galáxias centrais, realizamos um estudo das propriedades da população estelar das galáxias centrais em função de sua massa e da massa do halo hospedeiro. Nossos objetivos são:

- Caracterizar as propriedades das populações estelares de uma amostra de galáxias centrais (idade estelar média, metalicidade estelar média, extinção  $A_V$ , contribuição de uma lei de potência ao espectro ótico e presença de gás ionizado) para diferentes faixas de massa da galáxia e massa do halo, utilizando o método de síntese de populações estelares;
- Testar, através de espectros simulados, a precisão do método de síntese e sua sensibilidade ao conjunto de espectros de base escolhidos e a cobertura em comprimento de onda utilizada na síntese;
- Caracterizar numericamente as dependências dos diversos parâmetros com a massa da galáxia e massa do halo, parametrizando-as com funções analíticas simples;
- Montar um cenário que permita descrever as dependências observadas a partir do modelamento do resfriamento do ICM e do *feedback* do AGN da galáxia central.

No capítulo 2 apresentamos a amostra de galáxias centrais utilizadas, o processo de criação dos espectros combinados em faixas de massa de halo e da galáxia, como foi caracterizado essas faixas de  $\sigma$  e de massa do halo. Apresentamos também nessa seção a metodologia de síntese de populações estelares utilizada e o processo de medida da largura equivalente da linha  $H\alpha$ , assim como os detalhes da confecção dos espectros simulados utilizados na análise da confiabilidade do método. Na seção 3 apresentamos os parâmetros obtidos para as galáxias da nossa amostra e os resultados das simulações, descrevendo-os. Na seção 4, apresentamos a caracterização numérica dos parâmetros com as massas do halo e da galáxia e elaboramos um modelo para explicar as dependências observadas envolvendo o gás em emissão e a extinção. Finalmente, na seção 5 apresentamos nossas conclusões e perspectivas.

## 2 DADOS E METODOLOGIA

### 2.1 DADOS

#### 2.1.1 Seleção de amostra

Utilizamos a seleção de amostra de SPIDER I (BARBERA et al., 2010) que consiste de 39993 galáxias *early-type* próximas ( $0.05 < z < 0.095$ ), selecionadas do *data release 6* do *Sloan Digital Sky Survey-II* (Adelman-McCarthy et al., 2008). Possíveis contaminações na amostra por galáxias *late-type* (LTG) com bojo proeminente foram removidas utilizando  $fracDev_r > 0.8$ , onde  $fracDev_r$  mede a fração de luz do bojo da galáxia, sendo mais que 80% delas melhor ajustadas por um perfil de Vaucouleurs. Ainda, para contribuir com a seleção de uma amostra de apenas galáxias *early-type*, o indicador eClass é definido sendo  $eClass < 0$ , onde este parâmetro indica o tipo espectral de galáxias com base em uma decomposição de análise de componentes principais (PCA).

Para o presente estudo, contamos com uma subamostra de ETGs do SPIDER VIII (La Barbera et al., 2013), selecionadas de modo que os objetos tenham  $\sigma > 100 \text{ km s}^{-1}$ , para evitar ETGs de baixa massa, baixa extinção interna ( $E(B - V) < 0.1 \text{ mag}$ ), para eliminar galáxias lenticulares da amostra e espectros com razão sinal ruído (S/N) calculada por  $\text{\AA}$  na região  $H\beta$  maior que 14, 27 e 21 em  $\sigma = 100, 200$  e  $300 \text{ km s}^{-1}$ , respectivamente, totalizando um número de 24781 ETGs.

Além disso, SPIDER X (La Barbera et al., 2014) fornece a classificação morfológica de galáxias do SDSS, complementado pelo projeto Galaxy Zoo (Lintott et al., 2011), permitindo uma melhor seleção das ETGs e resultando em um número de 21655 galáxias *early-type*. Todas as ETGs possuem espectros e dispersões de velocidades centrais,  $\sigma$ , disponibilizadas pelo SDSS.

#### 2.1.2 Ambiente

O ambiente onde as ETGs residem foram caracterizadas através do catálogo de grupos de galáxias de Yang et al. (2007), Y07, selecionadas do DR7 do SDSS (Abazajian et al., 2009).

Essas galáxias são divididas em galáxias centrais e satélites, dependendo da sua massa estelar. A massa de halo de matéria escura do aglomerado ( $M_h$ ) é inferida a partir da massa estelar total do grupo ou aglomerado. O método utilizado por Y07 atribui uma seleção de grupos no qual as massas do halo precisam ser mais massivas que  $M_h \sim 10^{12} h^{-1} M_\odot$  e que

tenham um ou mais membros mais brilhantes que  $M_r - 5 \log(h) = -19.5$  mag, onde  $h$  é a constante de Hubble reduzida. Nosso interesse é exclusivo de galáxias centrais e, após essa divisão em galáxias centrais e satélites da amostra, o número total de ETGs centrais da nossa amostra é de 15572.

### 2.1.3 Espectros do SLOAN

O *Sloan Digital Sky Survey* (York et al., 2000) é um levantamento de dados espectroscópicos e fotométricos que teve início no de 2000 com a versão SDSS-I e atualmente encontra-se na versão SDSS-IV. Utiliza um telescópio de 2.5 m (Gunn et al., 2006), localizado no Observatório de Apache Point no sul do Novo México. Os dados que foram usados pra fazer a seleção da amostra são do DR6 - SDSS-II. Esse *data release* cobre uma área de  $8417 \text{ deg}^2$  do céu para fotometria e  $6860 \text{ deg}^2$  para espectroscopia. As bandas fotométricas são *ugriz* e tempo de exposição por pixel é 53.9 s. A medida da PSF (*Point spread function*) na banda *r* é  $1.4''$  para uma fibra com diâmetro de  $3''$  ( $180 \mu\text{m}$ ). Para espectroscopia, a faixa de comprimento de onda é de 3800 a 9200 Å, onde a resolução espacial é de 1800 para 3800 Å e de 2200 para 9200 Å. A razão sinal-ruído é  $> 4$  por pixel, resultando um total 790220 galáxias.

Para a caracterização das galáxias com o meio, foi utilizado dados do DR7- SDSS-II, o último *data release* do SDSS-II (2008). O espectrógrafo do SDSS-II cobre uma área de aproximadamente  $8000 \text{ deg}^2$  do céu, com resolução de 1850 para 3800 Å e 2200 para 9200 Å. A razão S/N, faixa de comprimento de onda e precisão em redshift são iguais ao DR6, totalizando um número de 928567 galáxias. O imageamento também é feito nas bandas fotométricas *ugriz*, com cobertura de  $8423 \text{ deg}^2$ , do céu. A medida da PSF e o tempo de exposição de cada pixel são os mesmos que DR6, totalizando um número de galáxias, para fotometria, de 208478448.

Já os espectros que vamos analisar, foram retirados do SDSS-III, *data release* DR12 (Alam et al., 2015). O imageamento *ugriz* do DR12 cobre uma área total de  $14555 \text{ deg}^2$ , totalizando um número de 208478448 galáxias. O tempo de exposição por banda é o mesmo dos *data release* anteriores. A medida da PSF para o DR12 é de  $1.3''$ , onde o diâmetro da fibra é  $3''$  ( $180 \mu\text{m}$ ). A faixa de comprimento de onda varia de 3800 a 9200 Å e a resolução é de 1500 para 3800 Å e 2500 para 9200 Å, totalizando um número de 2401952 galáxias.

O parâmetro eClass, citado anteriormente, é um parâmetro utilizado pelo SDSS para fornecer o tipo espectral de uma galáxia a partir de uma Análise de Componentes Principais (PCA) usando correlação cruzada com modelos próprios construídos a partir de dados espectroscópicos do SDSS. É dado por um valor contínuo que varia de cerca de -0.5 (galáxias early-type) a 1 (galáxias late-type).

## 2.2 METODOLOGIA

### 2.2.1 Criação dos *stacks*

A análise espectroscópica da amostra é baseada em *stacks*, que são espectros de galáxias semelhantes combinados para fornecer maior razão sinal-ruído S/N para os espectros da amostra. Para cada subamostra relacionada ao ambiente, os espectros foram separados em bins de dispersão de velocidades, a partir de  $\sigma = 100 \text{ km s}^{-1}$ , até  $323 \text{ km s}^{-1}$  com um tamanho de bin mínimo,  $\Delta_\sigma$ , de  $10 \text{ km s}^{-1}$ . Quando necessário, o tamanho do bin,  $\Delta_\sigma$ , é aumentado para se obter um mínimo de 5 espectros por bin. Os bins que não cumprem estas restrições não são incluídos na análise. A adoção de um número mínimo de 5 espectros em cada bin garante que a relação S/N seja no mínimo 10 para todos os *stacks*. Além da separação em dispersão de velocidade, as galáxias foram separadas em bins de massa do halo hospedeiro, já que nosso interesse é identificar uma relação de escala entre as propriedades físicas de centrais em relação ao meio no qual ela está inserida.

Posteriormente, para cada amostra, e para cada bin, fizemos a mediana dos espectros disponíveis corrigidos por *redshift*. O ruído nos *stacks* é calculado como a incerteza dos valores medianos do fluxo, representando a distribuição real dos valores do fluxo em cada comprimento de onda. Este procedimento resulta em um total de 71 *stacks*, correspondentes a ETGs centrais ao longo de uma faixa de dispersão de velocidade de 100 a  $\sim 323 \text{ km s}^{-1}$  e de massa de halo de  $10^{11.6}$  a  $10^{15.3} M_\odot$ . A contagem de galáxias por bins está resumida na Tabela 2.1, cujo os espaços em branco indicam que o número de galáxias disponíveis para as respectivas faixa de bin eram inferiores a 5. Na tabela 2.2 mostramos a razão sinal-ruído (S/N) para cada bin de dispersão de velocidades e massa do halo, onde a estimativa do S/N é dada pela média da divisão do fluxo em cada comprimento de onda ( $f_\lambda$ ) pela sua incerteza ( $\sigma_{f_\lambda}$ ).

## 2.3 SÍNTESE DE POPULAÇÃO ESTELAR: STARLIGHT

Podemos analisar a população estelar de uma galáxia utilizando o método de síntese a fim de obter informações sobre a história de formação estelar da galáxia (idade e metalicidade estelar média, abundância química, massa estelar, razão massa-luminosidade, contribuição de poeira, etc. Um software que pode ser utilizado para síntese é o STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2005).

O STARLIGHT é uma rotina computacional de síntese de população estelar que compara os dados de uma galáxia observada com modelos de templates de base.

O STARLIGHT analisa o espectro observado de uma galáxia, comparando-o a um conjunto de modelos de populações estelares simples (SSP). O código procura a combinação de

Tabela 2.1 – Número de galáxias por bin de massa do halo e dispersão de velocidades.

$\sigma$ (km s <sup>-1</sup> )	log $M_h/M_\odot$							
	11.60	12.00	12.25	12.50	13.00	13.50	14.00	14.30
	12.00	12.25	12.50	13.00	13.50	14.00	14.30	15.30
100-110	318	167	34					
110-120	458	359	105	24				
120-130	506	499	168	40	5			
130-140	467	679	324	98	6			
140-150	334	639	365	145	9			
150-160	248	671	520	243	21			
160-170	126	451	468	336	37			
170-180	69	293	428	374	50	9		
180-190	45	212	344	445	83	6		
190-200	20	104	215	380	91	23		
200-210	13	60	162	389	151	28		
210-230	14	42	114	448	306	78	6	6
230-323		24	30	301	383	231	51	26

Tabela 2.2 – Razão sinal-ruído por bin de massa do halo e dispersão de velocidades.

$\sigma$ (km s <sup>-1</sup> )	log $M_h/M_\odot$							
	11.60	12.00	12.25	12.50	13.00	13.50	14.00	14.30
	12.00	12.25	12.50	13.00	13.50	14.00	14.30	15.30
100-110	289	220	107					
110-120	355	336	186	96				
120-130	392	396	245	127	74			
130-140	380	476	350	192	59			
140-150	330	483	385	258	71			
150-160	305	497	459	319	101			
160-170	220	435	461	395	136			
170-180	169	359	451	427	165	86		
180-190	142	311	421	474	219	77		
190-200	102	217	331	449	232	107		
200-210	83	170	313	465	311	146		
210-230	98	149	267	538	460	241	82	93
230-323		134	147	458	554	452	220	159

SSPs que melhor descrevem o espectro observado da galáxia:

$$M_\lambda = \sum_{j=1}^{N_\star} L_{\lambda,j} = \sum_{j=1}^{N_\star} L_{\lambda,j}^0 \otimes G(v_\star, \sigma_\star) 10^{-0.4A_{\lambda,j}}, \quad (2.1)$$

onde  $L_{\lambda,j}^0$  é o espectro da população  $j$  sem extinção nem cinemática,  $G$  é um filtro Gaussiano centrado em  $v_\star$  e  $\sigma_\star$  e  $A_{\lambda,j}$  a extinção da população  $j$  para cada comprimento de onda.

O STARLIGHT precisa que forneçamos a ele um arquivo que contenha os espectros

observados, um arquivo de templates de base, o arquivo de configuração, um arquivo máscara e um arquivo grade que contém todas as informações necessárias para rodar a síntese<sup>1</sup>.

### 2.3.1 Modelos Espectrofotométricos

Queremos compreender como os objetos da nossa amostra se formam e evoluem. Comparar o que observamos com o que obteríamos numa representação evolutiva desse objeto, desde a sua formação, é uma abordagem que pode nos auxiliar nesse processo.

Os templates de base utilizados em sínteses de população estelar se baseiam em modelos espectrofotométricos. A construção desses modelos se dá através de um conjunto de informações sobre a população estelar que se deseja obter. Essas informações incluem uma biblioteca de espectros estelares, biblioteca de isócronas (linhas contínuas que mostram a posição de estrelas de diferentes massas e com mesma idade no diagrama HR), a distribuição inicial de massas, ou função de massa inicial, desta população (IMF) e o histórico de formação estelar.

Neste trabalho escolhemos trabalhar com templates de bases formados por populações estelares simples (SSPs), onde uma SSP é um conjunto de estrelas formadas ao mesmo tempo com a mesma composição inicial de elementos (formadas em um surto de formação estelar).

### 2.3.2 Templates de Base

Os modelos de população estelar que utilizamos no presente trabalho são os apresentados em Bruzual e Charlot (2003) e Vazdekis et al. (2015). Esses modelos foram escolhidos pois existem diversos trabalhos na literatura que os utilizam, possibilitando assim uma comparação entre nosso trabalho e a literatura.

#### 2.3.2.1 Base Vazdekis

A biblioteca de SSPs Vazdekis ou *Medium resolution INT Library of Empirical Spectra* (MILES) (Vazdekis et al., 2015) utiliza uma IMF universal Kroupa (Kroupa, 2001), biblioteca MILES, composta por 1000 espectros estelares (Falcón-Barroso et al., 2011) e isócronas BaSTI (Pietrinferni et al., 2004; Pietrinferni et al., 2006; Pietrinferni et al., 2013). A faixa de comprimentos de onda varia de 3525 a 7500 Å, com resolução de 2.3 Å.

Essa base é composta de 108 populações estelares simples. As idades destes templates variam de  $\sim 0.5$  a  $\sim 17.78$  bilhões de anos, para quatro diferentes metalicidades (-0.71, -0.4, 0.0 e 0.22, em unidades de  $\log[Z/H]$ ), veja tabela 2.3.

---

<sup>1</sup>Essas informações estão descritas no manual do STARLIGHT, disponível em <http://www.starlight.ufsc.br/>

### 2.3.2.2 Base BC03

A outra base que utilizamos é a Bruzual & Charlot 2003 (BC03) utiliza uma IMF Chabrier (Chabrier, 2003), biblioteca STELIB, composta de 249 espectros estelares (Le Borgne et al., 2003) e isócronas Padova (Girardi et al., 2002). A faixa de comprimentos de onda varia de 3200 a 9500 Å e a resolução para essa base é de 3 Å.

Essa base é composta de 150 SSPs cuja metalicidade e idade variam conforme tabela 2.4. As idades e metalicidades desta base foram corrigidas para as unidades da base Vazdekis, ou seja, a idade foi dividida por  $10^9$  e a metalicidade corrigida usando  $\log(\text{met}_{BC03}/0.02)$ . Com isso, as idades variam de  $1 \times 10^6$  a  $18 \times 10^9$  anos e metalicidades de  $-2.31$  a  $0.40 \log[Z/H]$ .

Tabela 2.3 – Idades e metalicidades estelares para cada SSP usado na base Vazdekis.

Nº SSP	[Z/H]	Idade ( $10^9$ anos)						
1	-0.71	28	-0.40	55	0.00	82	0.22	5.01200E-01
2	-0.71	29	-0.40	56	0.00	83	0.22	1.00000E+00
3	-0.71	30	-0.40	57	0.00	84	0.22	1.12200E+00
4	-0.71	31	-0.40	58	0.00	85	0.22	1.25890E+00
5	-0.71	32	-0.40	59	0.00	86	0.22	1.41250E+00
6	-0.71	33	-0.40	60	0.00	87	0.22	1.58490E+00
7	-0.71	34	-0.40	61	0.00	88	0.22	1.77830E+00
8	-0.71	35	-0.40	62	0.00	89	0.22	1.99530E+00
9	-0.71	36	-0.40	63	0.00	90	0.22	2.23870E+00
10	-0.71	37	-0.40	64	0.00	91	0.22	2.51190E+00
11	-0.71	38	-0.40	65	0.00	92	0.22	2.81840E+00
12	-0.71	39	-0.40	66	0.00	93	0.22	3.16230E+00
13	-0.71	40	-0.40	67	0.00	94	0.22	3.54810E+00
14	-0.71	41	-0.40	68	0.00	95	0.22	3.98110E+00
15	-0.71	42	-0.40	69	0.00	96	0.22	4.46680E+00
16	-0.71	43	-0.40	70	0.00	97	0.22	5.01190E+00
17	-0.71	44	-0.40	71	0.00	98	0.22	5.62340E+00
18	-0.71	45	-0.40	72	0.00	99	0.22	6.30960E+00
19	-0.71	46	-0.40	73	0.00	100	0.22	7.07950E+00
20	-0.71	47	-0.40	74	0.00	101	0.22	7.94330E+00
21	-0.71	48	-0.40	75	0.00	102	0.22	8.91250E+00
22	-0.71	49	-0.40	76	0.00	103	0.22	1.00000E+01
23	-0.71	50	-0.40	77	0.00	104	0.22	1.12202E+01
24	-0.71	51	-0.40	78	0.00	105	0.22	1.25893E+01
25	-0.71	52	-0.40	79	0.00	106	0.22	1.41254E+01
26	-0.71	53	-0.40	80	0.00	107	0.22	1.58489E+01
27	-0.71	54	-0.40	81	0.00	108	0.22	1.77828E+01

Tabela 2.4 – Idades e metalicidades estelares para cada SSP usado na base BC03.

Nº SSP	[Z/H]	Idade ( $10^9$ anos)										
1	-2.31	26	-1.70	51	-0.70	76	-0.40	101	0.00	126	0.40	1.00000E-03
2	-2.31	27	-1.70	52	-0.70	77	-0.40	102	0.00	127	0.40	3.16000E-03
3	-2.31	28	-1.70	53	-0.70	78	-0.40	103	0.00	128	0.40	5.01000E-03
4	-2.31	29	-1.70	54	-0.70	79	-0.40	104	0.00	129	0.40	6.61000E-03
5	-2.31	30	-1.70	55	-0.70	80	-0.40	105	0.00	130	0.40	8.71000E-03
6	-2.31	31	-1.70	56	-0.70	81	-0.40	106	0.00	131	0.40	1.00000E-02
7	-2.31	32	-1.70	57	-0.70	82	-0.40	107	0.00	132	0.40	1.44500E-02
8	-2.31	33	-1.70	58	-0.70	83	-0.40	108	0.00	133	0.40	2.51200E-02
9	-2.31	34	-1.70	59	-0.70	84	-0.40	109	0.00	134	0.40	4.00000E-02
10	-2.31	35	-1.70	60	-0.70	85	-0.40	110	0.00	135	0.40	5.50000E-02
11	-2.31	36	-1.70	61	-0.70	86	-0.40	111	0.00	136	0.40	1.01520E-01
12	-2.31	37	-1.70	62	-0.70	87	-0.40	112	0.00	137	0.40	1.60900E-01
13	-2.31	38	-1.70	63	-0.70	88	-0.40	113	0.00	138	0.40	2.86120E-01
14	-2.31	39	-1.70	64	-0.70	89	-0.40	114	0.00	139	0.40	5.08800E-01
15	-2.31	40	-1.70	65	-0.70	90	-0.40	115	0.00	140	0.40	9.04790E-01
16	-2.31	41	-1.70	66	-0.70	91	-0.40	116	0.00	141	0.40	1.27805E+00
17	-2.31	42	-1.70	67	-0.70	92	-0.40	117	0.00	142	0.40	1.43400E+00
18	-2.31	43	-1.70	68	-0.70	93	-0.40	118	0.00	143	0.40	2.50000E+00
19	-2.31	44	-1.70	69	-0.70	94	-0.40	119	0.00	144	0.40	4.25000E+00
20	-2.31	45	-1.70	70	-0.70	95	-0.40	120	0.00	145	0.40	6.25000E+00
21	-2.31	46	-1.70	71	-0.70	96	-0.40	121	0.00	146	0.40	7.50000E+00
22	-2.31	47	-1.70	72	-0.70	97	-0.40	122	0.00	147	0.40	1.00000E+01
23	-2.31	48	-1.70	73	-0.70	98	-0.40	123	0.00	148	0.40	1.30000E+01
24	-2.31	49	-1.70	74	-0.70	99	-0.40	124	0.00	149	0.40	1.50000E+01
25	-2.31	50	-1.70	75	-0.70	100	-0.40	125	0.00	150	0.40	1.80000E+01

## 2.4 SIMULAÇÕES TESTE

Em um estudo anterior (La Barbera et al., 2014), a síntese de população estelar foi realizada em um intervalo de comprimento de onda de 4000 a 5700 Å, tendo como justificativa que qualquer perturbação em regiões mais azuis que 4000 Å modifica muito a contribuição de populações jovens e as regiões mais vermelhas que 5700 Å, contém linhas mais suscetíveis ao IMF. Ignorando essas questões, nos perguntamos: faz alguma diferença restringirmos o comprimento de onda? quanta informação perdemos fazendo essa restrição? O resultado da síntese piora ou melhora?

Para responder essas perguntas realizamos alguns testes com espectros simulados, que foram criados a partir de uma amostra de galáxias representativas de todo o SDSS-DR12, incluindo galáxias late-type. Realizamos duas síntese de população estelar para essa amostra, uma para cada arquivo de base (BC03 e Vazdekis), modificando apenas o intervalo de extinção, no arquivo de configuração do STARLIGHT, escolhendo  $A_{V,min} = -0.51$  mag e  $A_{V,max} = 2.51$  mag, utilizando o modo NSIGMA, para clipagem, para ambas as bases. Para criação dos espectros simulados, utilizamos o fluxo e incerteza no comprimento de onda de cada espectro da amostra, mudando apenas a extinção, não sendo maior que 2 mag, e a contribuição de lei de potência do AGN (PL, indicando que o valor máximo pode ser 10%), ambas randômicas. A lei de potência é do tipo  $F = \lambda^{-1.5}/4020^{-1.5}$ , onde  $F$  é o fluxo em  $\lambda$  e 4020 é o  $\lambda$  de normalização, sendo o comprimento de onda expresso em Å. Essa lei de potência é proveniente do espectro não térmico do AGN e é produzida por mecanismos de espalhamento de fótons atuando em várias escalas no centro da galáxia.

As porcentagens da contribuição em luz dos template de base, obtidas da síntese também foram utilizadas, ou seja, os espectros simulados são quase uma cópia dos espectros da amostra, a menos da extinção e lei de potência.

Após a criação dos espectros simulados, realizamos a síntese de população estelar sob eles para cada respectiva base (ou seja, os espectros simulados criados com informações obtidas da síntese da amostra com a base Vazdekis, serão sintetizados usando base Vazdekis). Com isso, criamos gráficos de espectros simulados versus sintéticos e estes estão apresentados no apêndice B nas figuras B.1, B.2, B.3 e B.4 para a base Vazdekis e, nas figuras B.5, B.6, B.7 e B.8 para a base BC03. Os cortes em comprimento de onda foram feitos iniciando sempre em 4000 Å até em 8900 Å, em intervalos de 500 Å e em alguns casos de 300 ou 400 Å.

Correlações de Pearson e de Spearman foram obtidas para esses gráficos, assim como o coeficiente angular. Para a base Vazdekis, o coeficiente de Pearson, de Spearman e o coeficiente angular para a idade estelar média, metalicidade estelar média, extinção e PL são mostrados nas figuras B.17 e B.18 e B.19, respectivamente. Para idade, metalicidade e extinção, não importa qual a faixa de  $\lambda$  escolhemos, não afetará a síntese consideravelmente. Mas para PL, há variações visíveis conforme a faixa de comprimento de onda que escolhemos e a correlação é mínima, mostrando que o STARLIGHT não consegue reproduzir essa informação.

Para a base BC03, os coeficientes de Pearson, de Spearman e angular para as mesmas propriedades são mostradas nas figuras B.21 e B.22, B.20, respectivamente. Para a idade estelar média e extinção podemos confiar que independente do  $\lambda$  escolhido, teremos um resultado confiável. Porém, para a metalicidade estelar média, quanto menor a faixa de comprimento de onda, pior a estimativa do STARLIGHT. A lei de potência para essa base também possui variações conforme a faixa de  $\lambda$  e não é bem reproduzido pelo STARLIGHT.

Além disso, fizemos a síntese com as bases cruzadas, ou seja, espectros simulados criados utilizando base Vazdekis, serão sintetizados usando base BC03 e vice-versa. Os resultados encontram-se no apêndice B (figuras B.9, B.10, B.11 e B.12). As correlações de Pearson e Spearman (figuras B.23 e B.24, respectivamente) também foram obtidas para esse caso, assim como o coeficiente angular (figura B.25). Para a síntese feita com base BC03, os coeficientes de Pearson e Spearman, mostram que a idade estelar média, em tese, é bem reproduzida para qualquer faixa de  $\lambda$ . Já o coeficiente angular nos mostra que quanto menor a faixa de comprimento de onda, melhor a correlação. Para a metalicidade estelar média, encontramos que entre faixas de 4000 até 6500 Å o STARLIGHT consegue reproduzir o observável, após isso, de 4000 a 7500 Å as correlações caem ligeiramente, obtendo nenhuma relação entre o espectro sintético e o observado, voltando a encontrar resultados bons entre 4000 a 8000 Å em diante. A extinção é bem reproduzida e mostra que se mudarmos a faixa de comprimento de onda, a síntese não será afetada significativamente, já PL, novamente não encontramos correlação, porém quando maior a faixa de comprimento de onda, melhor os resultados.

Quando pegamos espectros criados com base BC03 e realizamos a síntese usando Vazdekis, obtemos um resultado mais duvidoso. A figura B.28 mostra o coeficiente angular para os gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência. Para a idade estelar média, o melhor intervalo que deve ser utilizado para que o STARLIGHT reproduza o observável é entre 4000 a 6000/6500 Å. Nas outras faixas de  $\lambda$  o STARLIGHT não consegue reproduzir o observável, então não podemos confiar nesses resultados.

Os coeficientes de Pearson (figura B.26) e de Spearman (figura B.27) também apresentam esse mesmo resultado para idade estelar média. Para a metalicidade estelar média, todos os coeficientes indicam que alterar a faixa de comprimento de onda altera a saída do STARLIGHT, tendo melhores resultados nas primeiras faixas de  $\lambda$ . A extinção é bem determinada pelo STARLIGHT, independente da faixa de comprimento de onda que utilizamos (ver figuras B.28), B.26 e B.27. Para a lei de potência, mais uma vez o STARLIGHT falha na reprodução do observável e não podemos confiar em seus resultados.

Em linhas gerais, estes testes nos permitem tirar as seguintes conclusões gerais: (a) a extinção é muito bem representada para todas as faixas de comprimento de onda utilizada na síntese; (b) idades e metalicidades estelares médias são, em geral, consistentes quando os espectros analisados são criados a partir de combinações dos próprios templates, independentemente da faixa de comprimento de ondas escolhida para a síntese. Há uma leve tendência de melhora nas correlações ao utilizarmos uma faixa mais extensiva, mas a diferença é bastante pequena, de

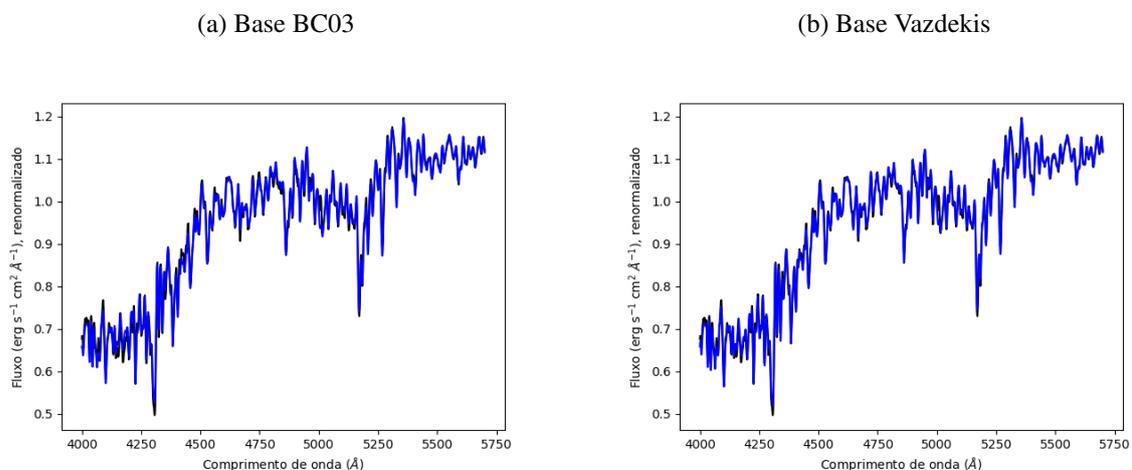
forma que não há perda significativa de informação ao reduzirmos a faixa de ajuste para evitar problemas de degenerescência entre os parâmetros de população estelar que estamos inferindo e a ocorrência de linhas sensíveis à IMF; (c) a lei de potência é a grandeza pior determinada pelo STARLIGHT, especialmente para maiores coberturas espectrais; (d) o cruzamento de bases na confecção das simulações e no método de síntese piora significativamente as correlações, com exceção da extinção. Como nenhuma das bases utilizadas é uma representação perfeita das populações estelares das galáxias observadas, esses cruzamentos fornecem um alerta de que os valores absolutos das grandezas conforme estimados pela síntese são fisicamente pouco significativos. Assim, mais importantes do que os valores absolutos obtidos são as variações nesses valores entre diferentes galáxias.

### 2.4.1 Síntese espectral dos *stacks*

Tendo em vista as conclusões obtidas acima nas nossas simulações, optamos por realizar a síntese para os *stacks* usando a janela de ajuste de 4000 a 5700 Å, a mesma janela de ajuste definida em La Barbera et al. (2014) Para ambas as bases utilizamos lei de extinção CCM, adicionando aos templates de base um espectro associado a uma lei de potência cujo expoente é  $-1.5$ . Ajustamos o arquivo de configuração para a extinção variar de  $A_{V,min} = -0.51$  a  $A_{V,max} = 0.51$  mag, e alterando o modo de clipagem para *NOCLIP* e mascaramos as regiões espectrais correspondendo a linhas de emissão óticas como mostrado no apêndice A.2. O comprimento de onda de normalização foi definido como 5200 Å, como em La Barbera et al. (2014).

Nas figuras 2.1b e 2.1a podemos notar o quanto a síntese (em azul) reproduz do espectro observado (em preto), para base BC03 e Vazdekis, respectivamente.

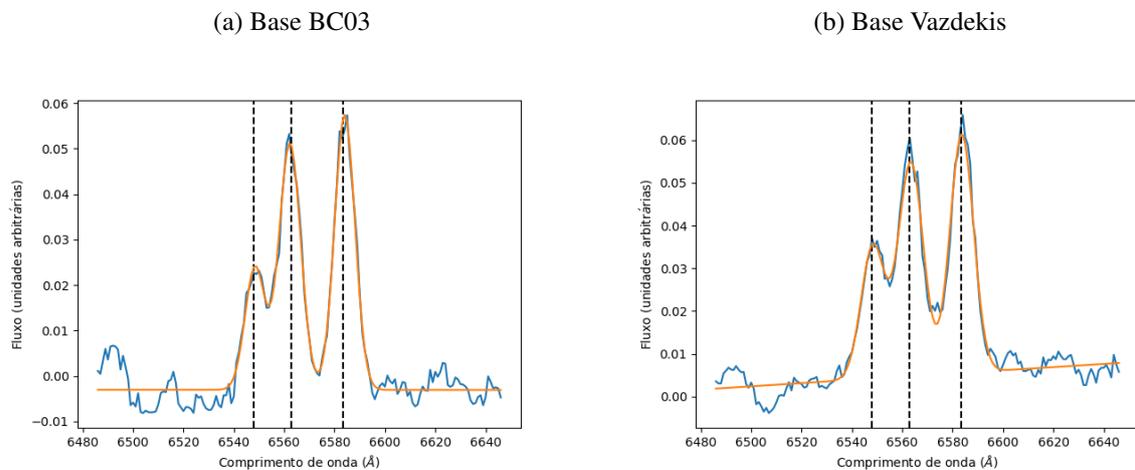
Figura 2.1 – Comparação com o espectro observado e a síntese usando base BC03 e Vazdekis.



## 2.5 LARGURA EQUIVALENTE DE $H\alpha$

Para poder medir a largura equivalente de  $H\alpha$ , cujo comprimento de onda é  $6562.8 \text{ \AA}$ , foi preciso fazer uma nova síntese variando apenas o comprimento de onda de  $4000$  a  $7000 \text{ \AA}$ , já que as sínteses anteriores iam até  $5700 \text{ \AA}$ , impossibilitando a medição da linha (lembrando que variar o comprimento de onda, não afetará significativamente nossos resultados). Os parâmetros como arquivo de configuração, arquivo máscara são os mesmos utilizados anteriormente. Após realizar a síntese, medimos a largura equivalente usando os resultados fornecidos pela saída do STARLIGHT. Para estimarmos a largura equivalente, subtraímos o espectro sintético do espectro observado, obtendo um espectro de resíduos que contém somente a contribuição das linhas de emissão, e ajustamos os perfis das linhas de emissão através de gaussianas. A largura equivalente de  $H\alpha$  é, então, obtido através da razão entre o fluxo medido para essa linha (a área da gaussiana) e o nível médio do contínuo estelar na posição da linha, estimado sobre o espectro sintético. As figuras 2.2b e 2.2a mostram as linhas de emissão  $[\text{NII}]\lambda 6548.05$ ,  $H\alpha\lambda 6562.8$  e  $[\text{NII}]\lambda 6583.45$  de um determinado *stack*, em azul, e em laranja o ajuste Gaussiano encontrado pelo código.

Figura 2.2 – Ajuste gaussiano (em laranja) sobre as linhas de emissão  $[\text{NII}]\lambda 6548.05$ ,  $H\alpha\lambda 6562.8$  e  $[\text{NII}]\lambda 6583.4$ .



### 3 RESULTADOS

#### 3.1 SIMULAÇÕES COM BASE NOS STACKS

Para obtermos uma noção mais clara do sinal-ruído dos *stacks* e analisar as flutuações entre as bases, novamente realizamos uma série de simulações. Produzimos rigorosamente o S/N de cada um dos *stacks*, numa grade de idades e metalicidades estelares médias e verificamos o grau de concordância da síntese com ambas as bases (BC03 e Vazdekis). Como os *stacks* não varrem qualquer faixa de idades e metalicidades médias, resolvemos fazer essa análise simulando entre faixas de idades e metalicidades estelares médias. As idades estelares médias foram calculadas de acordo com a equação

$$\langle t_{\star} \rangle_L = 10^{\sum_{j=1}^{N_{\star}} x_j \log t_j}, \quad (3.1)$$

onde  $x_j$  é a porcentagem de contribuição em luz de cada template  $j$  e  $t_j$  provém da idade da população de cada template de base  $j$ . A metalicidade estelar média, por sua vez, é dada por

$$\langle Z_{\star} \rangle_L = \sum_{j=1}^{N_{\star}} x_j Z_j, \quad (3.2)$$

onde  $x_j$  é a porcentagem de contribuição em luz de cada template  $j$  e  $Z_j$  a metalicidade atribuída para o template de base  $j$ . Para BC03, criamos bins de idades estelares médias variando de 5.3 até 10.14 bilhões de anos, cujo intervalo é de  $\Delta = 0.44$  e, para Vazdekis, 4.3 até 12.22 bilhões de anos, com  $\Delta = 0.72$ . A metalicidade estelar média varia de  $-0.28$  a  $0.16$ , com  $\Delta = 0.04$  para base BC03 e de  $-0.17$  a  $0.2$ , com  $\Delta = 0.04$  para base Vazdekis. Para cada bin sorteamos contribuições aleatórias para cada template de base e selecionamos aquelas simulações para as quais as idades e metalicidades estelares médias estavam dentro dos limites definidos para seu respectivo bin. A extinção máxima permitida foi escolhida sendo  $0.2$  mag e PL contribuindo no máximo 10% da população, sendo essas randômicas para ambas as bases. Com isso, resultamos num total de 1000 simulações para cada base. A relação entre espectro simulado e sintético para idade estelar média é mostrada na figura 3.1 para a base BC03 e na figura 3.2 para a base Vazdekis. Vejamos que, utilizando a base BC03, o STARLIGHT subestima as idades enquanto que para base Vazdekis há uma boa concordância nos primeiros bilhões de anos, porém quando mais velha tende a ser a população estelar observada, mais o STARLIGHT subestima a idade. Isso pode ser justificado na figura 3.2d, onde o STARLIGHT superestima a lei de potência, fazendo com que a população pareça mais jovem do que ela realmente é. Essa justificativa não é encontrada para a base BC03, já que a lei de potência parece ser melhor ajustada (figura 3.1d).

A idade estelar média também é subestimada pelo STARLIGHT para a base BC03,

assim como a metalicidade (veja figura 3.1b). O contrário acontece para a base Vazdekis, no qual a estimativa do STARLIGHT para a metalicidade estelar média reproduz bem o observado (figura 3.2b).

Por último, falando sobre a extinção do meio interestelar, utilizando a base BC03 o STARLIGHT se confunde completamente (veja figura 3.1c), não conseguindo obter uma relação em que possamos confiar. Já com a base Vazdekis, temos uma correlação quase de 1 para 1 (veja figura 3.2c).

Com os resultados obtidos até agora, compreendemos que a base Vazdekis é mais eficiente para reproduzir nossos observáveis, e ainda assim possui um pequeno viés. As grandezas que melhor são estimadas são as idades estelares médias, as metalicidades estelares médias e as extinções.

Resumindo, os modelos de Vazdekis apresentam um melhor grau de autoconsistência ao serem utilizados como base para o STARLIGHT para descrever os nossos stacks. A base BC03 apresenta um grau maior de viés nos diversos observáveis, e uma maior dispersão nos valores de saída dado um mesmo valor de entrada. Dessa forma, embora no que segue estaremos usando as duas bases em conjunto para descrever qualitativamente o comportamento da nossa amostra, daremos uma ênfase maior no comportamento inferido a partir da base Vazdekis, uma vez que devem descrever melhor as propriedades das galáxias da nossa amostra em função da sua massa e da massa do halo a que pertencem.

## 3.2 RESULTADOS *STACKS*

Como visto na subseção 2.4.1, após a síntese espectral ter sido efetuada para as bases BC03 e Vazdekis, estimamos as propriedades da população estelar como idade e metalicidade estelar média dos espectros utilizando as equações 3.1 e 3.2, respectivamente. A extinção e a contribuição de lei de potência foram fornecidas diretamente pelo STARLIGHT. Já vimos também, como encontramos a largura equivalente de  $H\alpha$  dos espectros. Com isso, plotamos cada propriedade em função de sua respectiva massa do halo e dispersão de velocidade, obtendo as figuras 3.3 para a base BC03 e 3.4 para Vazdekis.

Para facilitar a análise quantitativa dos resultados apresentados nos diagramas acima descritos, vamos considerar que as variáveis  $M_h$  e  $\sigma$  atuam de forma independente sobre os observáveis por nós medidos para os *stacks*, e que o efeito de cada um destes é bem representada por uma lei de potência, de forma que um dado observável  $A$  possa ser representado por  $A \sim \sigma^a M_h^b$ , onde  $a$  e  $b$  são parâmetros livres. Assim, para cada observável  $A$ , realizamos o ajuste da função  $\log(A) = a \log \sigma + b \log M_h + c$  através de um método de mínimos quadrados<sup>1</sup>. Os parâmetros de melhor ajuste obtidos para cada observável são apresentados nas tabelas 3.1 e 3.2 para as bases Vazdekis e BC03, respectivamente.

---

<sup>1</sup>Utilizando o pacote *scipy*.

Figura 3.1 – Comparação entre espectro sintético e simulado para idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, usando base BC03. As barras verticais correspondem aos percentis 5 e 95% para cada grandeza.

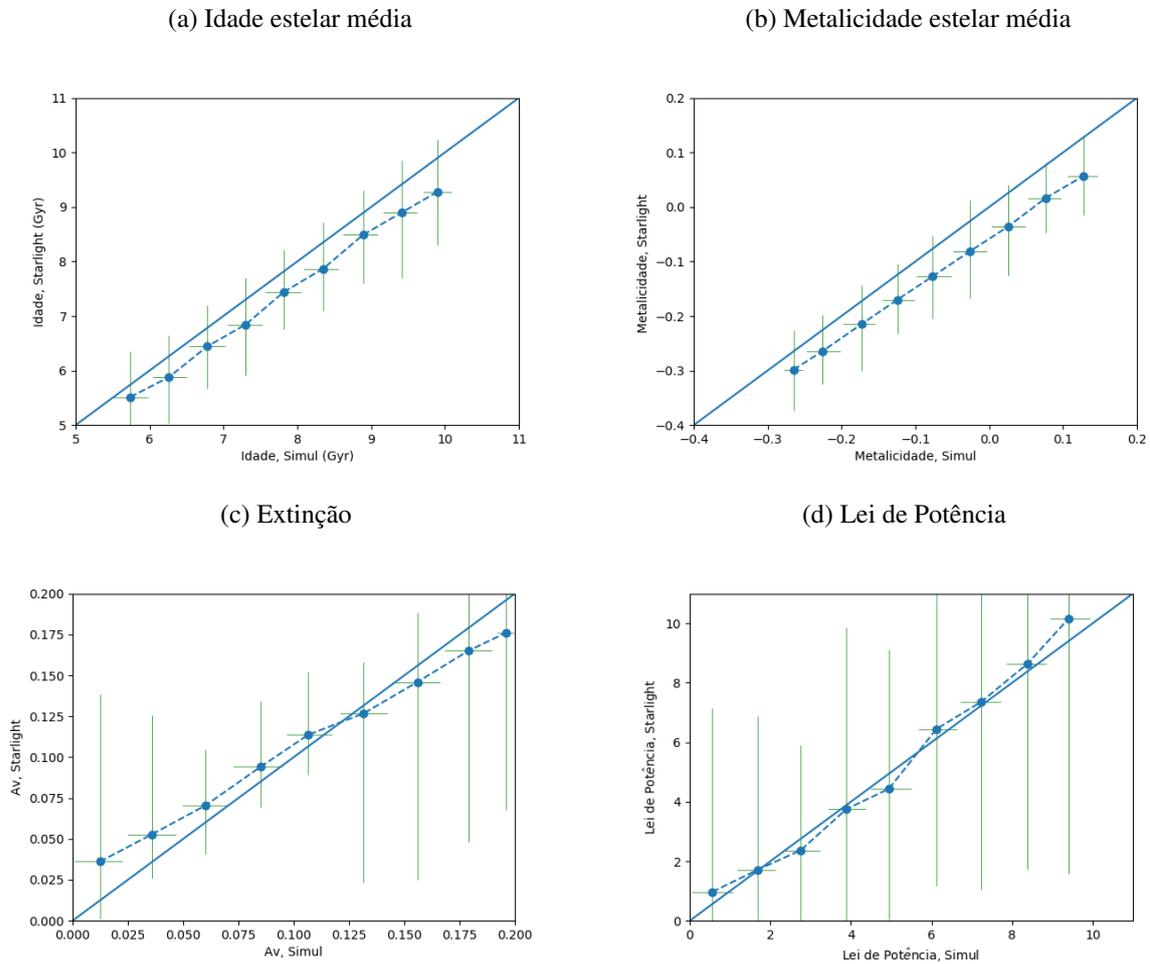


Tabela 3.1 – Coeficientes do ajuste  $\log A = a \log \sigma + b \log M + c$  para a base Vazdekis.

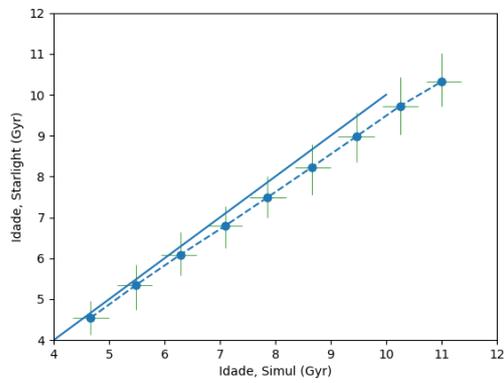
Grandeza	$a$	$b$	$c$
Idade	$0.608 \pm 0.005$	$-0.059 \pm 0.001$	$9.33 \pm 0.01$
$[Z/H]$	$0.428 \pm 0.005$	$0.061 \pm 0.001$	$-1.74 \pm 0.01$
$A_V$	$-0.73 \pm 0.01$	$0.129 \pm 0.003$	$-0.84 \pm 0.02$
PL	$-1.15 \pm 0.03$	$0.466 \pm 0.008$	$-2.99 \pm 0.07$
$\text{EWH}\alpha$	$-0.89 \pm 0.02$	$0.107 \pm 0.004$	$0.46 \pm 0.03$

Tabela 3.2 – Coeficientes do ajuste  $\log A = a \log \sigma + b \log M + c$  para a base BC03.

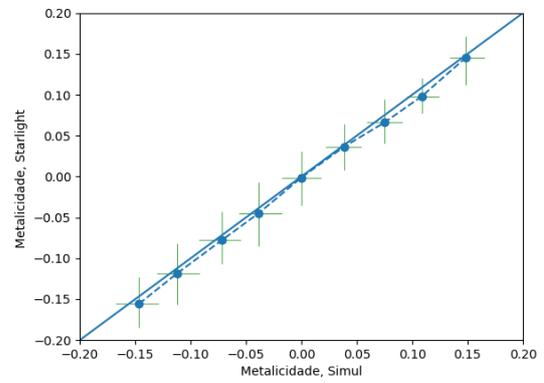
Grandeza	$a$	$b$	$c$
Idade	$0.084 \pm 0.005$	$-0.0009 \pm 0.0011$	$9.743 \pm 0.009$
$[Z/H]$	$0.843 \pm 0.004$	$0.032 \pm 0.001$	$-2.349 \pm 0.009$
$A_V$	$-1.85 \pm 0.03$	$0.034 \pm 0.006$	$2.73 \pm 0.05$
PL	$-8.9 \pm 0.3$	$1.28 \pm 0.07$	$3.7 \pm 0.6$
$\text{EWH}\alpha$	$-0.83 \pm 0.02$	$0.121 \pm 0.004$	$0.09 \pm 0.03$

Figura 3.2 – Comparação entre espectro sintético e simulado para idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, usando base Vazdekis.

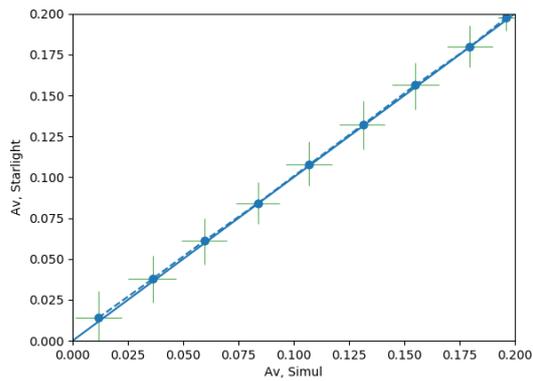
(a) Idade estelar média



(b) Metalicidade estelar média



(c) Extinção



(d) Lei de Potência

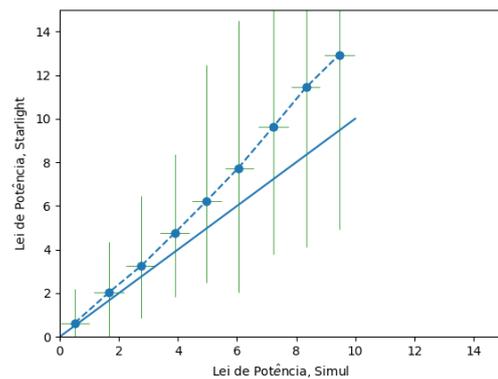
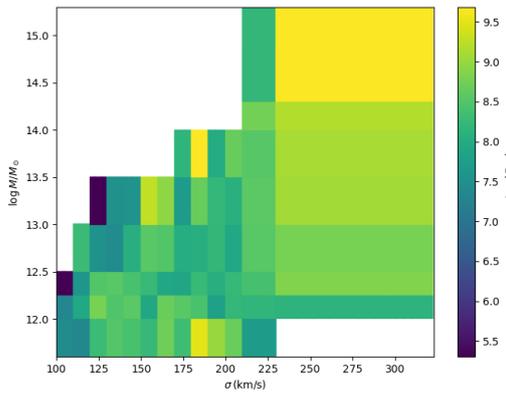
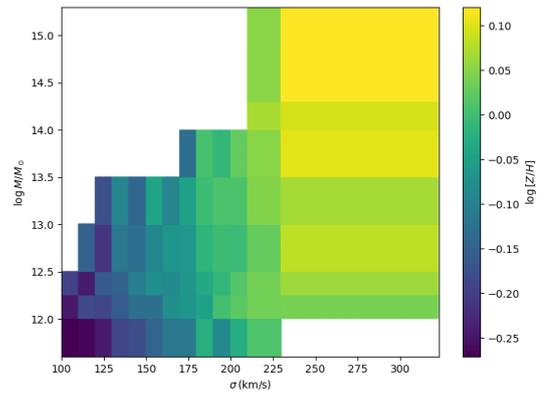


Figura 3.3 – Relação gráfica entre as propriedades físicas em função da massa do halo e da dispersão de velocidade, usando base BC03.

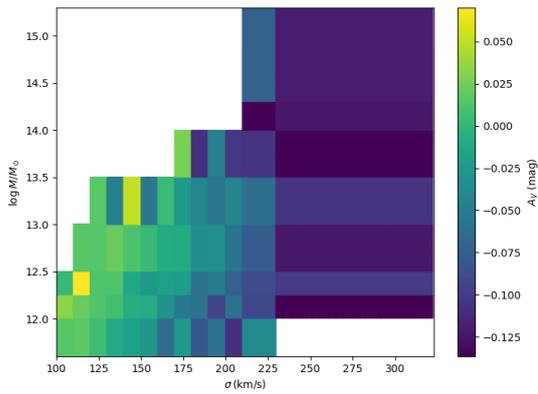
(a) Idade estelar média



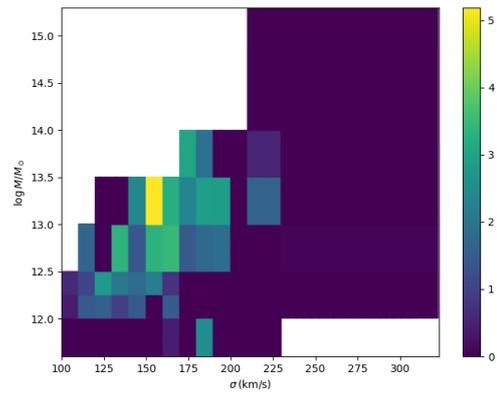
(b) Metalicidade estelar média



(c) Extinção



(d) Lei de Potência



(e) Largura equivalente de  $H\alpha$

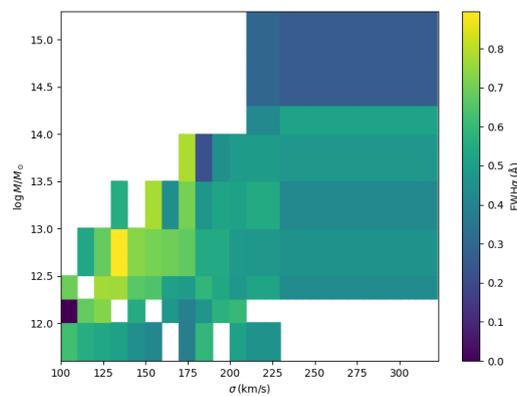
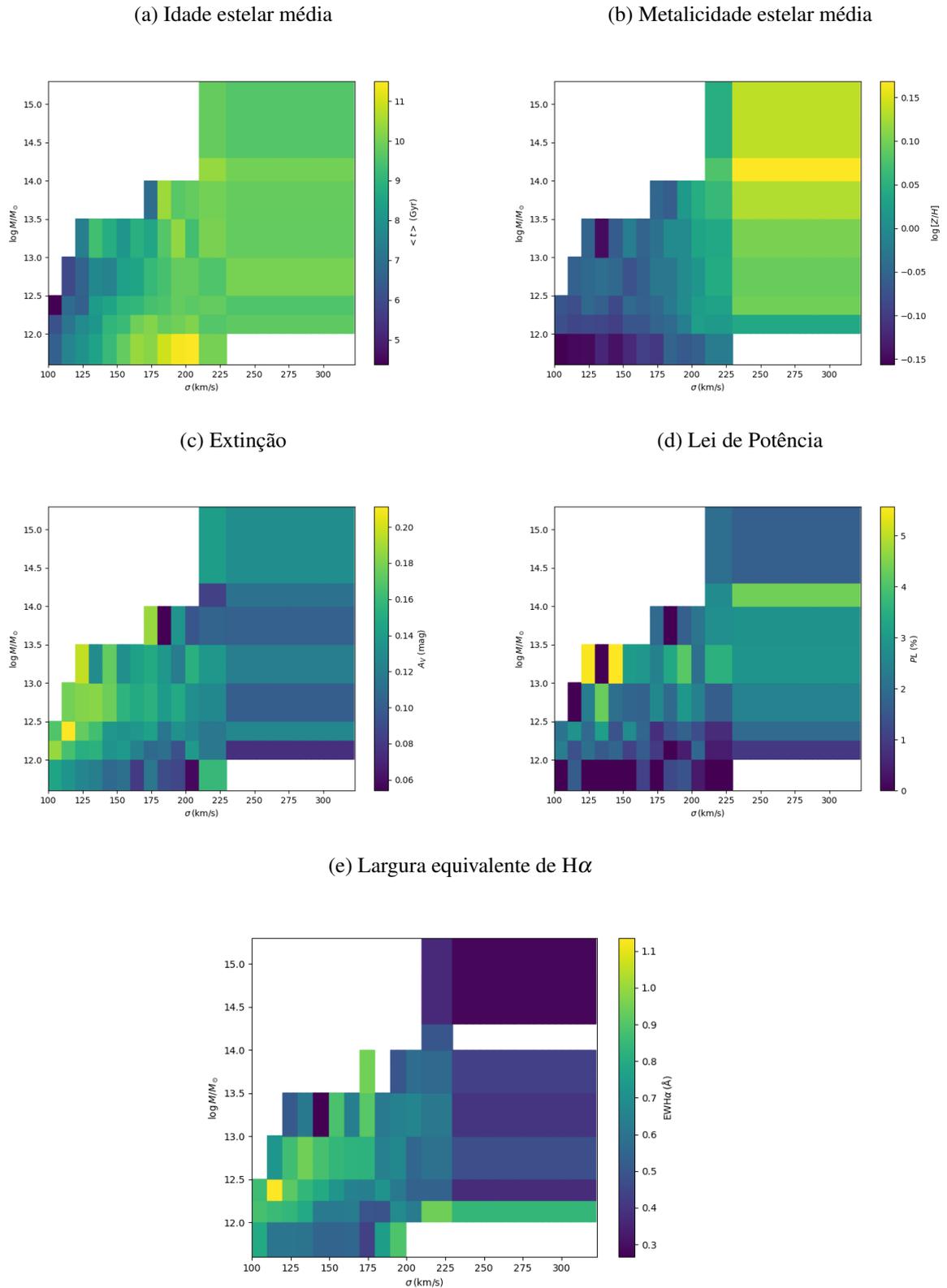


Figura 3.4 – Relação gráfica entre as propriedades físicas em função da massa do halo e da dispersão de velocidade, usando base Vazdekis.



## 4 DISCUSSÃO

### 4.1 TENDÊNCIAS OBSERVADAS

Com base nos gráficos apresentados anteriormente, para a idade estelar média (figura 3.3a), usando a base BC03, não foi possível distinguir uma correlação entre esse parâmetro em função de  $\sigma$  e  $M_h$ . Podemos identificar minimamente, nas bordas, que quanto mais baixo o  $\sigma$  e maior  $M_h$  (valores médios), mais jovens parecem ser a população, porém é justamente nas bordas que possuímos menos informação (ver tabela 2.1). Os coeficientes de ajuste encontrados são próximos de zero (tabela 3.2). Já com a base Vazdekis, que apresentou melhor desempenho nos testes, a figura 3.4a claramente indica que para maiores valores de massa de halo e menores valores de massa da galáxia, mais jovem é a população estelar. O aumento da idade estelar média em função da massa da galáxia é observada, de fato, para as galáxias como um todo, mesmo fora da categoria *early-type* e para galáxias satélite. Trata-se, provavelmente, de uma projeção para a classe das centrais, do fenômeno conhecido como *downsizing* (Cowie et al., 1996), em que a formação estelar no Universo ocorre preferencialmente em galáxias de massas progressivamente mais baixas em função do tempo cósmico. A tendência observada com  $\sigma$  também foi identificada por Thomas et al. (2005) que investigaram uma amostra de 124 ETGs em diferentes ambientes. Através de medidas de larguras equivalentes de linhas de absorção e comparação com modelos espectrofotométricos, esses autores obtiveram uma relação de escala entre a idade estelar média e a dispersão de velocidades estelares da galáxia da forma  $\log t \sim 0.24 \log \sigma$  para ETGs em regiões de alta densidade e  $\log t \sim 0.32 \log \sigma$  para ETGs em baixas densidades. O fator de proporcionalidade que encontramos ( $\sim 0.6$ ) indica uma dependência muito mais intensa entre essas duas grandezas. Além do tamanho da nossa amostra ser muito maior, outra fonte de discrepância é o fato de que estamos levando em conta somente ETGs centrais. Saracco et al. (2019) mostraram que essa tendência de idades estelares mais altas para ETGs mais massivas é confirmada até, pelo menos, o *redshift* 1.2. Essa tendência, mostrada de forma muito mais intensa pela base Vazdekis concorda, qualitativamente, com os resultados obtidos em La Barbera et al. (2014). Independente da base, a dependência da idade estelar média com a massa do halo é menos importante, mas muito bem estabelecida para a base Vazdekis. Mais uma vez, observamos concordância com La Barbera et al. (2014). A tendência de idades estelares médias mais baixas para centrais localizadas em halos massivos foi interpretada por esses autores como sendo produzida por eventos de fusão da galáxia central com satélites de baixa massa ricas em gás. Este processo ocorrendo com maior eficiência em aglomerados massivos explicariam, pelo menos do ponto de vista qualitativo, os nossos resultados. Em contraste, Thomas et al. (2005) encontraram a tendência oposta, com galáxias mais massivas apresentando também populações estelares mais velhas. No entanto, nossa amostra é exclusiva

de centrais, o que pode explicar essa diferença.

Na figura 3.3b, podemos ver que existe uma clara relação entre a massa galáxia e do halo com a metalicidade estelar média, quanto menor valor de  $\sigma$  e  $M_h$  menor a metalicidade estelar média. A dependência com  $\sigma$  corresponde à bem conhecida relação massa-metalicidade das galáxias esferoidais (Li et al., 2018). A mesma tendência é observada nos resultados obtidos a partir da síntese de populações estelares utilizando a base BC03 (figura 3.4b). A relação massa-metalicidade é comumente interpretada como um efeito de uma maior eficiência no enriquecimento do gás em galáxias dotadas de um poço de potencial gravitacional mais íngreme. Thomas et al. (2005) encontraram uma dependência de  $[Z/H]$  com  $\log \sigma$  mediado pelo fator  $\sim 0.56$ , praticamente independente da densidade local. Os coeficientes que obtivemos para essa relação, especialmente utilizando a base Vazdekis ( $\sim 0.43$ ), são bastante semelhantes, apesar de se tratarem de amostras distintas. Nossos resultados para a metalicidade estelar média também são consistentes, do ponto de vista qualitativo, com os obtidos por Saracco et al. (2019). Já a dependência com a massa do halo é muito menos importante, mas consistente. A existência de uma dependência com a massa do halo do qual a galáxia é central implica em um cenário em que a evolução do conteúdo estelar dessas galáxias depende também de fenômenos em escalas físicas bastante superiores a da própria galáxia. La Barbera et al. (2014) também encontraram essa tendência, utilizada pelos autores para confirmar o cenário descrito acima de evolução do conteúdo estelar das centrais através de fusões envolvendo galáxias ricas em gás e de baixa massa.

As larguras equivalentes de  $H\alpha$  que obtivemos são bastante consistentes entre as sínteses usando os dois conjuntos de templates de base, inclusive nos coeficientes encontrados para os ajustes em função de  $\sigma$  e  $M_h$ . Isso é esperado, já que os resultados da síntese somente afetam as medidas de largura equivalente de linhas de emissão através da subtração do contínuo estelar, que são um aspecto secundário frente ao ajuste de uma gaussiana sobre a linha de emissão propriamente dita. Variações na largura equivalente de  $H\alpha$  podem ser devidas a uma variedade de fatores. Dependendo do agente de ionização (estrelas jovens da sequência principal, atividade nuclear, estrelas quentes e evoluídas de baixa massa, etc), a abundância de fótons ionizantes pode ou não ser significativa, de forma que a comparação dos fluxos relativos entre duas linhas de emissão é usado com frequência como um indicador de qual é este agente (Baldwin; Phillips; Terlevich, 1981; Cid Fernandes et al., 2010; Cid Fernandes et al., 2011). Por outro lado, galáxias elípticas são caracterizadas por intensidades muito baixas de linhas de emissão (embora com exceções), de forma que o agente de ionização típico são estrelas quentes evoluídas de baixa massa, e a principal diferença entre as larguras equivalentes de  $H\alpha$  entre galáxias elípticas em geral é a fração de massa da galáxia na forma de gás ionizável (Herpich et al., 2018). Dessa forma iremos interpretar diferenças entre larguras equivalentes de  $H\alpha$  nos diferentes bins como diferenças na massa de gás ionizável presente nas galáxias.

É interessante notar, ainda, que os coeficientes obtidos para  $A_V$  nesses mesmos ajustes são bastante semelhantes aos respectivos coeficientes para a largura equivalente de  $H\alpha$ . Pode-

mos interpretar essa semelhança da seguinte forma: Estamos considerando que diferenças em  $\text{EWH}\alpha$  são indicadores do gás presente na galáxia, também indicando indiretamente a presença de poeira no meio interestelar da galáxia. A extinção visual  $A_V$  pode ser expressa em termos da profundidade ótica visual do meio,  $\tau_V$ , como

$$A_V = 1,086\tau_V.$$

Assumindo que os grãos de poeira sejam esféricos e de raio  $a$ , e apresentem eficiência  $Q_V$  na absorção e espalhamento de radiação ótica por unidade de área perpendicular à direção da radiação, e ainda que sua densidade volumétrica no meio seja  $n$ , então podemos expressar  $\tau_V$  como a seguinte integral ao longo da linha de visada  $x$ :

$$\tau_V = \int n\pi a^2 Q_V dx \quad (4.1)$$

$$= \pi a^2 Q_V N, \quad (4.2)$$

onde  $N$  é a densidade colunar do material. Um aumento na quantidade de gás ionizável na galáxia corresponde a um aumento proporcional em  $N$ , o que também se traduz em um aumento proporcional de  $A_V$ . Dessa forma,  $\text{EWH}\alpha$  e  $A_V$  se tornam duas expressões da variabilidade de um mesmo parâmetro entre as diferentes galáxias da amostra. Essa semelhança é de fato observada, de forma menos clara pra BC03, mas bastante evidente para Vazdekis. Dessa forma, iremos discutir abaixo apenas as tendências para  $\text{EWH}\alpha$ .

Nossos resultados mostram que a largura equivalente de  $\text{H}\alpha$  é maior quanto maior os valores de massa de halo e menor massa da galáxia. A dependência com a massa da galáxia é muito mais intensa do que a dependência com a massa do halo. Não é possível fazer uma comparação direta dos valores que obtivemos para  $\text{EWH}\alpha$  com a literatura uma vez que nossas medidas são baseadas em *stacks*. Dentro de cada *stack* certamente existem casos de galáxias centrais dotadas de linhas de emissão intensas produzidas por diferentes agentes ionizantes, incluindo formação estelar recente e atividade nuclear. Porém, nossos *stacks*, por serem produzidos pela mediana de fluxos pixel-a-pixel, eliminam a assinatura em emissão dessas galáxias, fornecendo somente o padrão de ionização típico da população como um todo. No entanto, os valores típicos encontrados para os *stacks* ( $\sim 1 \text{ \AA}$ ) são bastante característicos da população de galáxias *early-type*. A redução de  $\text{EWH}\alpha$  para galáxias de alta massa pode estar associada a uma redução na eficiência dos processos de acreção e resfriamento de gás devido a processos de *feedback*. Já o aumento dessa grandeza para maiores massas do halo pode estar acoplada à intensificação do resfriamento do gás. De fato, um aumento na eficiência do resfriamento do ICM em halos massivos foi invocado por Stott et al. (2012) para explicar diferenças na relação  $L_X - T_X$  do ICM nesses dois regimes de massa. Na próxima seção, discutiremos com mais detalhes essa possibilidade.

Para a lei de potência a relação é menos clara, em particular devido ao fato de que muitos

bins apresentam valor nulo. No entanto, a tendência visual é confirmada pelos coeficientes de ajuste e vai na direção de valores mais altos de PL ocorrerem para baixos valores de  $\sigma$  e altos valores de  $M_h$ . Dessa forma, a dependência da PL com esses parâmetros é qualitativamente a mesma da largura equivalente de  $H\alpha$  e de  $A_V$ . Uma vez que a contribuição de uma lei de potência no espectro é uma assinatura de atividade nuclear, as dependências observadas sugerem uma ocorrência mais frequente de galáxias centrais experimentando uma fase ativa do ponto de vista de acreção pelo seu SMBH em halos mais massivos e para galáxias menos massivas. Esse fenômeno pode estar acoplado aos mesmos fenômenos que regulam a largura equivalente de  $H\alpha$  e a extinção como discutido acima.

#### 4.2 MODELAMENTO: RESFRIAMENTO DO ICM E *FEEDBACK* DO AGN

Com base nas correlações encontradas para as propriedades da população estelar das galáxias centrais estudadas em termos de massa da galáxia e massa do halo, e na comparação com os resultados de trabalhos anteriores bem como as interpretações dadas pelos autores destes trabalhos para explicar os diferentes observáveis das galáxias centrais, dois elementos que parecem contribuir significativamente para a evolução das galáxias centrais são o resfriamento do meio intra-aglomerado e o *feedback* oriundo da alimentação do buraco negro supermassivo da própria central.

Stott et al. (2012) visando compreender diferenças sistemáticas em algumas propriedades das BCGs em uma amostra de 123 aglomerados emissores em raios-X, bem como diferenças nas relações de escala do ICM, em diferentes regimes da massa do halo, investigaram a relação entre o *feedback* do AGN da BCG e o resfriamento do ICM. A energia total liberada através do *feedback* mecânico pelo AGN foi estimada pelos seus efeitos nas propriedades dinâmicas do meio intra-aglomerado, expressas também na forma de cavidades na distribuição de brilho em raios-X. Considerações envolvendo o equilíbrio dinâmico e a temperatura do ICM foram utilizadas para estimar a energia térmica total do meio intra-aglomerado. A importância relativa do *feedback* do AGN é dada então pela razão entre essas duas grandezas.

Inspirados no trabalho realizado por Stott et al. (2012), construímos um modelamento para a evolução das propriedades físicas aferidas por nós para galáxias centrais, explicitamente em termos da massa estelar da galáxia e da massa do halo, uma vez que estes são os parâmetros que utilizamos como referência na criação dos nossos *stacks* e que ambos têm relação direta com a energética tanto do AGN quanto do ICM.

Se a presença de gás ionizável em uma galáxia central é devida ao resfriamento do ICM, trata-se de um fenômeno caracterizado por processos em escalas de tempo curtas. Para uma energia térmica total fixa para o ICM, a ocorrência de linha de emissão em uma central deve ser, portanto, fruto do confronto entre a dissipação energética do ICM por emissão em raios-X e a potência mecânica do AGN, e não da energia total que este último liberou para o o ICM ao

longo do tempo cósmico. Assim, introduzimos um parâmetro  $\xi$  dado pela razão entre a potência do AGN e a energia interna do ICM: Vamos parametrizar essas propriedades pela razão entre o feedback do AGN e energia térmica do ICM:

$$\xi = \frac{PE_{BH}}{E_{ICM}}. \quad (4.3)$$

Podemos escrever a energia térmica do ICM como uma função da massa  $M_{500}$  do halo<sup>1</sup> e a temperatura da emissão em raios-X do ICM,  $T_X$ , como em Stott et al. (2012):

$$E_{ICM} = \frac{3k_B}{2\mu m_p} T_X f M_{500},$$

onde  $f$  é a fração de massa do ICM,  $k_B$  é a constante de Boltzmann,  $\mu$  é o peso molecular médio das partículas constituintes do ICM e  $m_p$  é a massa do próton. Vamos assumir por simplicidade que a massa total do aglomerado  $M$  escala com  $M \sim M_{500}$ , e que o volume do aglomerado escala com  $R^3 \propto M$ . Além disso, vamos assumir que a temperatura do gás  $T_X$  escala com a dispersão nos valores das velocidades individuais das galáxias constituintes do sistema, e que para uma distribuição de partículas virializadas, homogênea, esfericamente simétrica, escala com  $M/R$ . Logo,

$$E_{ICM} \propto \frac{M}{R} M \quad (4.4)$$

$$\propto \frac{M}{M^{1/3}} M \quad (4.5)$$

$$\propto M^{5/3} \quad (4.6)$$

$$\propto M^{1.67}. \quad (4.7)$$

Assumimos então que a energia cinética instantânea do *feedback* do AGN  $PE_{BH}$  escala com a taxa de acreção de matéria pelo SMBH com uma eficiência constante  $\varepsilon$ , então:

$$PE_{BH} = \varepsilon \dot{M}_{BH} c^2.$$

Precisamos agora definir uma parametrização para a taxa de acreção do buraco negro supermassivo. Um modelo simples que pode ser utilizado para essa parametrização é o modelo Bondi (1952). Nesse cenário, a alimentação do SMBH ocorre através da acreção de gás quente nas suas vizinhanças, quando o potencial gravitacional supera a energia térmica do gás. Esse modo de acreção é radiativamente ineficiente, fazendo com que o *feedback* seja principalmente mecânico, na forma de jatos. Além de sua simplicidade, outra vantagem que nos faz optar por essa parametrização em nossa modelagem é o fato de que o mecanismo de Bondi tem se mostrado eficiente para descrever diversos observáveis das BCGs (Fujita; Kawakatu; Shlosman, 2014),

---

<sup>1</sup>A massa contida em um raio dentro do qual a densidade de matéria é de 500 vezes a densidade média de matéria do Universo.

incluindo o fato de que radiogaláxias, caracterizadas pelos jatos previstos no modelo, são galáxias de morfologia early-type, como as de nossa amostra. Nesse regime, a taxa de acreção escala com a massa do SMBH na forma:

$$\dot{M}_{BH} \propto M_{BH}^2.$$

Logo,

$$PE_{BH} \propto M_{BH}^2.$$

Para acoplar explicitamente  $PE_{BH}$  com as propriedades globais da galáxia hospedeira (central), usamos a relação  $M_{BH} - \sigma$  (Kormendy; Ho, 2013):

$$M_{BH} \propto \sigma^{4.38}.$$

Isso nos dá:

$$PE_{BH} \propto \sigma^{8.74}.$$

Substituindo os valores encontrados para  $PE_{BH}$  e  $E_{ICM}$  na equação 4.3, obtemos:

$$\xi \propto \sigma^{8.74} M^{-1.67}.$$

Se o  $\xi$  for mais alto, a potência do AGN é predominante, reduzindo o resfriamento do gás. O efeito dessa redução no resfriamento na largura equivalente de  $H\alpha$  deve ocorrer, portanto, na forma  $(1/\xi)/L_C$ , onde  $L_C$  é a luminosidade do contínuo estelar na posição da linha  $H\alpha$ . Por simplicidade, vamos assumir que  $L_C$  seja proporcional à luminosidade da galáxia na banda  $r$ ,  $L_r$ . Segundo (Nigoche-Netro et al., 2010), a magnitude absoluta na banda  $r$ ,  $M_r$ , se relaciona com a dispersão de velocidades, em galáxias elípticas, na forma  $\log \sigma \sim 0.2M_r$ , o que implica que a luminosidade da galáxia na banda  $r$ ,  $L_r$ , obedece a  $L_r \sim \sigma^2$ . Assim, a razão  $(1/\xi)/L_C$  pode ser expressa como

$$\frac{1/\xi}{L_C} \propto \frac{\sigma^{-8.74} M^{1.67}}{L_r} \quad (4.8)$$

$$\propto \sigma^{-10.74} M^{1.67}. \quad (4.9)$$

Finalmente, vamos introduzir um expoente positivo  $\gamma$  de tal forma que a largura equivalente de  $H\alpha$  pode ser expressa como  $((1/\xi)/L_C)^\gamma$ , e assim:

$$\log EW_{H\alpha} \propto \gamma(-10.74 \log \sigma + 1.67 \log M). \quad (4.10)$$

Se nosso modelo estiver correto, devemos encontrar um valor para  $\gamma$  que ao substituir

na equação acima produzam coeficientes compatíveis com os que medimos na seção 3.2. Encontramos que, com  $\gamma \sim 0.073$ , os coeficientes encontrados se tornam muito semelhantes aos observados nos nossos *stacks* ( $\sim -0.78$  e  $\sim 0.121$  para  $a$  e  $b$ , respectivamente). Esse mesmo valor para  $\gamma$  também fornece coeficientes semelhantes aos observados para a extinção  $A_V$  (para a base Vazdekis). Considerando que há incertezas tanto no modelo quanto na medição desses parâmetros, podemos concluir que, de fato, nosso cenário de evolução para centrais para as propriedades de  $\text{EWH}\alpha$  e  $A_V$  correspondem com o modelo descrito acima.

A contribuição de lei de potência possui a mesma tendência de  $\text{EWH}\alpha$  e  $A_V$  e explicamos que as dependências observadas para essa propriedade sugerem uma ocorrência mais frequente de galáxias centrais experimentando uma fase ativa do ponto de vista de acreção pelo seu SMBH em halos mais massivos e para galáxias menos massivas. Tremblay et al. (2012) mostraram que, para uma BCG, existem tanto cavidades em raios-X produzidas pelo AGN quanto algum nível de *cooling flow* ainda efetivo. Essa BCG também tem formação estelar em torno do núcleo, com idades superiores e inferiores à estimada para as cavidades em raios-X, sugerindo que a formação estelar é duradoura ao longo de todo o episódio de ativação da atividade nuclear nessa galáxia. Concluindo então, que de fato o gás ionizado está chegando através do *cooling flow*. De certa forma, nossa modelagem concorda com esse cenário, exceto que do ponto de vista quantitativo apontamos em que regimes esse tipo de fenômeno deve acontecer mais, ou seja, em sistemas em que o SMBH é menos massivo e o halo é mais massivo, pra garantir que o AGN não produza um *feedback* intenso demais capaz de encerrar muito rapidamente o processo de acreção, e permitir que a assinatura da acreção apareça em uma fração significativa dos objetos de nossa amostra para permitir sua detecção após a criação dos *stacks*.

Ainda, Hogan et al. (2015) encontraram que BCGs que apresentam linhas de emissão mais intensas do que a média, tendem a ser as radiofontes mais intensas. Essa tendência, de certa forma, também combina com nosso cenário onde maiores valores para PL (que são assinatura do AGN) correspondem a maiores valores de  $\text{EWH}\alpha$ .

Embora esse cenário seja bem limitado, ele parece ser bem eficiente para explicar esses observáveis e então pode ser possível também, fazermos o mesmo tipo de análise quantitativa para idade e metalicidade estelar média. Em um estudo anterior realizado por Pipino et al. (2011), foi observado que BCGs mais azuis são encontradas preferencialmente em aglomerados em que o tempo de resfriamento do gás é mais curto (ou seja, em que a taxa de deposição de gás frio no centro deve ser maior). Isso significa que pelo menos para parte das nossas galáxias centrais, as que estiverem nesse tipo de aglomerado, temos de fato formação estelar local devido ao gás que está sendo acretado por resfriamento do ICM. Isso nos mostra que, pelo menos em parte, precisamos também do gás do ICM pra descrever o histórico de formação estelar de uma central. Outro estudo (Green et al., 2016) mostra que BCGs mais azuis tendem a aparecer em aglomerados com emissão mais intensa em raios-X e também tendem a apresentar linhas de emissão mais intensas, novamente vinculando o resfriamento do gás à atividade nuclear e à presença de linhas de emissão. No entanto, dadas as baixas  $\text{EWH}\alpha$  medidas para nossa

amostra, o processo de *cooling flow* não deve ser o agente principal causador dessa formação. Essa mesma conclusão foi encontrada em Groenewald e Loubser (2014). Runge e Yan (2018) também mostra essa conexão entre *cooling flow* com formação estelar na BCG, porém, nesse caso, as taxas de formação estelar parecem ser altas demais para serem completamente descritas apenas pelo *cooling flow*, mostrando que talvez o processo pode ser mais complexo do que propomos, por isso, provavelmente vai ser preciso incluir mais elementos na modelagem, como um surto inicial de formação estelar e crescimento de massa estelar através de fusões.

## 5 CONCLUSÃO

O objetivo principal deste trabalho era compreender como as galáxias centrais desenvolvem seu conteúdo bariônico. Para isso, estudamos as propriedades da população estelar dessas galáxias (idade e metalicidade estelar média, extinção, lei de potência e largura equivalente de  $H\alpha$ ) em função de sua massa e massa do halo hospedeiro e tentamos com isso, descrever um cenário plausível de como se deu esse desenvolvimento. Para obter informações das populações estelares das galáxias estudadas, combinamos os espectros óticos do levantamento SDSS em bins de massa do halo e dispersão de velocidades e utilizamos o código STARLIGHT. A confiabilidade dos resultados foi testada confrontando-os com amostras de espectros simulados com diferentes características. Para identificar a presença de gás ionizado, medimos a largura equivalente da linha  $H\alpha$  por ajuste de gaussianas. Nossas principais conclusões foram:

- Testes com espectros simulados feitos para testar a confiabilidade do STARLIGHT e suas bases, mostraram que quase todas as propriedades físicas estudadas (idade, metalicidade e extinção) são bem reproduzidas por esse *software* de síntese de população estelar, menos a contribuição de lei de potência associada ao AGN;
- Os demais testes realizados com espectros simulados a fim de compreender se as bases utilizadas descrevem bem o observável, mostraram que a base Vazdekis é mais confiável que a base BC03, já que a base BC03 mostra mais flutuações dependendo da propriedade física analisada;
- A extinção  $A_V$ , a largura equivalente de  $H\alpha$  e a contribuição de uma lei de potência aumentam conforme aumenta a massa do halo e diminui a massa da galáxia central. As idades estelares médias apresentam comportamento oposto, se tornando mais baixas nesses mesmos regimes, enquanto que a metalicidade estelar média é maior quanto maior for a massa do halo e a dispersão de velocidades;
- Utilizando o modelo de acreção de Bondi, a emissão de gás ionizado e a extinção interestelar em galáxias centrais parecem ser regidas pela razão entre a energia térmica do meio intra-aglomerado e a potência instantânea do AGN da central, produzindo relações de escala bem definidas entre a emissão e as massas do halo e da galáxia. Isso nos sugere que as idades e metalicidades estelares médias também podem ser descritas em um cenário em que o *cooling flow* participa do histórico de formação estelar das centrais. Porém, devido aos baixos valores de  $EW_{H\alpha}$  encontrados, esse processo não pode ser o mecanismo principal que rege essa formação. Por isso, vamos precisar incluir mais elementos na modelagem, como um surto inicial de formação estelar e crescimento de massa estelar através de fusões.

## 5.1 PERSPECTIVAS

Com base nos resultados obtidos através deste trabalho e as conclusões que chegamos, esperamos que, num trabalho próximo, possamos quantificar as relações de escala para idade e metalicidade estelar média de galáxias centrais em função de sua massa e massa do halo a fim de conseguirmos montar um cenário mais complexo que consiga explicar como se dá a formação estelar nas centrais adicionando processos físicos como mergers, além do resfriamento do gás pelo ICM já visto aqui. Também esperamos analisar fontes de viés nas estimativas anteriores dos parâmetros das populações estelares das galáxias centrais, como aqueles produzidos pela perda de luz nas fibras óticas que forneceram os dados espectroscópicos previamente utilizados.

## REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Abazajian, K. N. et al. The Seventh Data Release of the Sloan Digital Sky Survey. *ApJS*, v. 182, p. 543–558, jun. 2009.
- Adelman-McCarthy, J. K. et al. The Sixth Data Release of the Sloan Digital Sky Survey. *ApJS*, v. 175, p. 297–313, abr. 2008.
- Alam, S. et al. The Eleventh and Twelfth Data Releases of the Sloan Digital Sky Survey: Final Data from SDSS-III. *ApJS*, v. 219, p. 12, jul. 2015.
- Antonucci, R. Unified models for active galactic nuclei and quasars. *ARA&A*, v. 31, p. 473–521, 1993.
- Baldwin, J. A.; Phillips, M. M.; Terlevich, R. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. *PASP*, v. 93, p. 5–19, fev. 1981.
- BARBERA, F. L. et al. SPIDER – I. Sample and galaxy parameters in the grizYJHK wavebands. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 408, n. 3, p. 1313–1334, 10 2010. ISSN 0035-8711. Disponível em: <<https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.16850.x>>.
- Bédorf, J.; Portegies Zwart, S. The effect of many minor mergers on the size growth of compact quiescent galaxies. *MNRAS*, v. 431, n. 1, p. 767–780, May 2013.
- Bergström, L. Non-baryonic dark matter: observational evidence and detection methods. **Reports on Progress in Physics**, v. 63, p. 793–841, maio 2000.
- Best, P. N.; Heckman, T. M. On the fundamental dichotomy in the local radio-AGN population: accretion, evolution and host galaxy properties. *MNRAS*, v. 421, p. 1569–1582, abr. 2012.
- Best, P. N. et al. On the prevalence of radio-loud active galactic nuclei in brightest cluster galaxies: implications for AGN heating of cooling flows. *MNRAS*, v. 379, p. 894–908, ago. 2007.
- Bondi, H. On spherically symmetrical accretion. *MNRAS*, v. 112, p. 195, 1952.
- Bruzual, G.; Charlot, S. Stellar population synthesis at the resolution of 2003. *MNRAS*, v. 344, p. 1000–1028, out. 2003.
- Chabrier, G. Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function. *PASP*, v. 115, p. 763–795, jul. 2003.
- Churazov, E. et al. Supermassive Black Holes in Elliptical Galaxies: Switching from Very Bright to Very Dim. In: Aschenbach, B. et al. (Ed.). **Relativistic Astrophysics Legacy and Cosmology - Einstein's Legacy**. [S.l.: s.n.], 2007. p. 295.
- Cid Fernandes, R. et al. Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - I. Spectral synthesis method. *MNRAS*, v. 358, p. 363–378, abr. 2005.
- \_\_\_\_\_. A comprehensive classification of galaxies in the Sloan Digital Sky Survey: how to tell true from fake AGN? *MNRAS*, v. 413, p. 1687–1699, maio 2011.
- \_\_\_\_\_. Alternative diagnostic diagrams and the ‘forgotten’ population of weak line galaxies in the SDSS. *MNRAS*, v. 403, p. 1036–1053, abr. 2010.

Ciotti, L.; Ostriker, J. P. Cooling Flows and Quasars: Different Aspects of the Same Phenomenon? I. Concepts. *ApJ*, v. 487, p. L105–L108, out. 1997.

Cowie, L. L. et al. New Insight on Galaxy Formation and Evolution From Keck Spectroscopy of the Hawaii Deep Fields. *AJ*, v. 112, p. 839, set. 1996.

Croton, D. J. et al. The many lives of active galactic nuclei: cooling flows, black holes and the luminosities and colours of galaxies. *MNRAS*, v. 365, p. 11–28, jan. 2006.

de Vaucouleurs, G. Classification and Morphology of External Galaxies. **Handbuch der Physik**, v. 53, p. 275, 1959.

Dressler, A. The dynamics and structure of the cD galaxy in Abell 2029. *ApJ*, v. 231, p. 659–670, ago. 1979.

\_\_\_\_\_. Galaxy morphology in rich clusters - Implications for the formation and evolution of galaxies. *ApJ*, v. 236, p. 351–365, mar. 1980.

Efstathiou, G. A model of supernova feedback in galaxy formation. *MNRAS*, v. 317, p. 697–719, set. 2000.

Fabian, A. C. Cooling Flows in Clusters of Galaxies. **Mitteilungen der Astronomischen Gesellschaft Hamburg**, v. 65, p. 123, 1986.

Fabricant, D.; Lecar, M.; Gorenstein, P. X-ray measurements of the mass of M87. *ApJ*, v. 241, p. 552–560, out. 1980.

Falcón-Barroso, J. et al. An updated MILES stellar library and stellar population models. *A&A*, v. 532, p. A95, ago. 2011.

Fraknoi, A.; Morrison, D.; Wolf, S. C. Astronomy. In: \_\_\_\_\_. **Introduction to Astronomy**. [S.l.: s.n.], 2016. p. 1200.

Fujita, Y.; Kawakatu, N.; Shlosman, I. AGN jet power and feedback characterised by Bondi accretion in brightest cluster galaxies. **arXiv e-prints**, jun. 2014.

Gaspari, M.; Brighenti, F.; Ruszkowski, M. Solving the cooling flow problem through mechanical AGN feedback. **Astronomische Nachrichten**, v. 334, p. 394, abr. 2013.

Girardi, L. et al. Theoretical isochrones in several photometric systems. I. Johnson-Cousins-Glass, HST/WFPC2, HST/NICMOS, Washington, and ESO Imaging Survey filter sets. *A&A*, v. 391, p. 195–212, ago. 2002.

Green, T. S. et al. A multiwavelength photometric census of AGN and star formation activity in the brightest cluster galaxies of X-ray selected clusters. *MNRAS*, v. 461, p. 560–577, set. 2016.

Groenewald, D. N.; Loubser, S. I. Investigating the star formation histories of the brightest cluster galaxies. *MNRAS*, v. 444, p. 808–826, out. 2014.

Gunn, J. E. et al. The 2.5 m Telescope of the Sloan Digital Sky Survey. *AJ*, v. 131, n. 4, p. 2332–2359, Apr 2006.

Heisler, J.; Tremaine, S.; Bahcall, J. N. Estimating the masses of galaxy groups - Alternatives to the virial theorem. *ApJ*, v. 298, p. 8–17, nov. 1985.

- Herpich, F. et al. Why do many early-type galaxies lack emission lines? I. Fossil clues. *MNRAS*, v. 481, p. 1774–1785, dez. 2018.
- Hine, R. G.; Longair, M. S. Optical spectra of 3CR radio galaxies. *MNRAS*, v. 188, p. 111–130, jul. 1979.
- Hoekstra, H. et al. Masses of Galaxy Clusters from Gravitational Lensing. *Space Sci. Rev.*, v. 177, p. 75–118, ago. 2013.
- Hogan, M. T. et al. A comprehensive study of the radio properties of brightest cluster galaxies. *MNRAS*, v. 453, p. 1201–1222, out. 2015.
- Hubble, E. P. Extragalactic nebulae. *ApJ*, v. 64, dez. 1926.
- Kodama, T.; Arimoto, N. Origin of the colour-magnitude relation of elliptical galaxies. *A&A*, v. 320, p. 41–53, abr. 1997.
- Kormendy, J.; Ho, L. C. Coevolution (Or Not) of Supermassive Black Holes and Host Galaxies. *ARA&A*, v. 51, p. 511–653, ago. 2013.
- Kroupa, P. On the variation of the initial mass function. *MNRAS*, v. 322, p. 231–246, abr. 2001.
- La Barbera, F. et al. SPIDER VIII - constraints on the stellar initial mass function of early-type galaxies from a variety of spectral features. *MNRAS*, v. 433, p. 3017–3047, ago. 2013.
- \_\_\_\_\_. SPIDER - X. Environmental effects in central and satellite early-type galaxies through the stellar fossil record. *MNRAS*, v. 445, p. 1977–1996, dez. 2014.
- Lambas, D. G. et al. Galaxy interactions. I. Major and minor mergers. *A&A*, v. 539, p. A45, mar. 2012.
- Le Borgne, J.-F. et al. STELIB: A library of stellar spectra at  $R \sim 2000$ . *A&A*, v. 402, p. 433–442, maio 2003.
- Li, H. et al. SDSS-IV MaNGA: global stellar population and gradients for about 2000 early-type and spiral galaxies on the mass-size plane. *MNRAS*, v. 476, p. 1765–1775, maio 2018.
- Lintott, C. et al. Galaxy Zoo 1: data release of morphological classifications for nearly 900 000 galaxies. *MNRAS*, v. 410, p. 166–178, jan. 2011.
- Loubser, S. I. et al. Stellar populations in the centres of brightest cluster galaxies. *MNRAS*, v. 398, p. 133–156, set. 2009.
- Mathiesen, B. F.; Evrard, A. E. Four Measures of the Intracluster Medium Temperature and Their Relation to a Cluster's Dynamical State. *ApJ*, v. 546, p. 100–116, jan. 2001.
- Nigoche-Netro, A. et al. The Faber-Jackson relation for early-type galaxies: dependence on the magnitude range. *A&A*, v. 516, p. A96, jun. 2010.
- Oemler JR., A. The structure of elliptical and cD galaxies. *ApJ*, v. 209, p. 693–709, nov. 1976.
- Peterson, B. M. **An Introduction to Active Galactic Nuclei**. New York: Cambridge, New York Cambridge University Press, 1997.
- Pietrinferni, A. et al. A Large Stellar Evolution Database for Population Synthesis Studies. I. Scaled Solar Models and Isochrones. *ApJ*, v. 612, n. 1, p. 168–190, Sep 2004.

\_\_\_\_\_. A Large Stellar Evolution Database for Population Synthesis Studies. II. Stellar Models and Isochrones for an  $\alpha$ -enhanced Metal Distribution. *ApJ*, v. 642, n. 2, p. 797–812, May 2006.

\_\_\_\_\_. The BaSTI Stellar Evolution Database: models for extremely metal-poor and super-metal-rich stellar populations. *A&A*, v. 558, p. A46, out. 2013.

Pipino, A. et al. The properties of brightest cluster galaxies in the Sloan Digital Sky Survey Data Release 6 adaptive matched filter cluster catalogue. *MNRAS*, v. 417, p. 2817–2830, nov. 2011.

Roberts, M. S. Integral Properties of Spiral and Irregular Galaxies. *AJ*, v. 74, p. 859–876, set. 1969.

Roberts, M. S.; Haynes, M. P. Physical Parameters along the Hubble Sequence. *ARA&A*, v. 32, p. 115–152, 1994.

Runge, J.; Yan, H. Red but Not Dead: Actively Star-forming Brightest Cluster Galaxies at Low Redshifts. *ApJ*, v. 853, p. 47, jan. 2018.

Saracco, P. et al. Age, metallicity, and star formation history of spheroidal galaxies in cluster at  $z \sim 1.2$ . *MNRAS*, v. 484, p. 2281–2295, abr. 2019.

Schneider, P. **Extragalactic Astronomy and Cosmology: An Introduction**. Berlin: Springer, 2006. 476 p.

Short, C. J.; Thomas, P. A.; Young, O. E. Heating and enriching the intracluster medium. *MNRAS*, v. 428, p. 1225–1247, jan. 2013.

Simpson, C. M. et al. Quenching and ram pressure stripping of simulated Milky Way satellite galaxies. *MNRAS*, v. 478, p. 548–567, jul. 2018.

Stott, J. P. et al. The XMM Cluster Survey: the interplay between the brightest cluster galaxy and the intracluster medium via AGN feedback. *MNRAS*, v. 422, p. 2213–2229, maio 2012.

Terlevich, R. et al. The metallicities, velocity dispersions and true shapes of elliptical galaxies. *MNRAS*, v. 196, p. 381–395, ago. 1981.

Thomas, D. et al. The Epochs of Early-Type Galaxy Formation as a Function of Environment. *ApJ*, v. 621, p. 673–694, mar. 2005.

Tremblay, G. R. et al. Residual cooling and persistent star formation amid active galactic nucleus feedback in Abell 2597. *MNRAS*, v. 424, p. 1042–1060, ago. 2012.

Trussler, J. et al. Starvation as the primary quenching mechanism in galaxies. **arXiv e-prints**, nov. 2018.

Vazdekis, A. et al. Evolutionary stellar population synthesis with MILES - II. Scaled-solar and  $\alpha$ -enhanced models. *MNRAS*, v. 449, p. 1177–1214, maio 2015.

Von Der Linden, A. et al. How special are brightest group and cluster galaxies? *MNRAS*, v. 379, p. 867–893, ago. 2007.

Xie, L. et al. The size evolution of elliptical galaxies. *MNRAS*, v. 447, p. 636–645, fev. 2015.

Xu, W.; Fang, L.-Z.; Wu, X.-P. Virialization of Galaxy Clusters and Beyond. *ApJ*, v. 532, p. 728–739, abr. 2000.

Yang, X. et al. Galaxy Groups in the SDSS DR4. I. The Catalog and Basic Properties. *ApJ*, v. 671, p. 153–170, dez. 2007.

\_\_\_\_\_. An Analytical Model for the Accretion of Dark Matter Subhalos. *ApJ*, v. 741, p. 13, nov. 2011.

York, D. G. et al. The Sloan Digital Sky Survey: Technical Summary. *AJ*, v. 120, p. 1579–1587, set. 2000.

## APÊNDICE A – EXEMPLOS DOS ARQUIVOS STARLIGHT

Figura A.1 – Exemplo de um espectro de entrada para o STARLIGHT.

$\lambda$	$O_\lambda$	$e_\lambda$	$flag_\lambda$
3608.000000	6.054141	1.100000	0
3617.000000	10.132626	3.360000	0
3626.000000	7.753432	3.350000	0
3635.000000	7.025500	3.360000	0
3644.000000	7.806802	3.350000	0
3653.000000	10.041595	3.340000	0
3662.000000	10.390824	3.390000	0
3671.000000	11.602038	3.370000	0
3680.000000	10.311320	3.300000	0
3689.000000	11.217151	3.310000	0
3698.000000	4.946567	3.360000	0
3707.000000	11.283741	3.400000	0
3716.000000	9.557229	3.440000	0
3725.000000	6.521356	3.420000	0
3734.000000	9.107459	3.350000	0
3743.000000	10.042979	3.270000	0
3752.000000	9.085733	3.160000	0
3761.000000	12.365208	3.070000	0
3770.000000	6.453355	3.070000	0
3779.000000	10.798426	3.100000	0
3788.000000	12.013856	3.030000	0
3797.000000	5.030898	2.970000	0
3806.000000	9.733152	3.000000	0
3815.000000	11.629596	3.090000	0
3824.000000	10.504239	3.200000	0

Fonte: [minerva.ufsc.br/starlight/files/papers/Manual\\_StCv04.pdf](http://minerva.ufsc.br/starlight/files/papers/Manual_StCv04.pdf)

Figura A.2 – Exemplo de um arquivo máscara para o STARLIGHT.

$\lambda_1$	$\lambda_2$	$e_\lambda$	Label
3710.0	3744.0	0.0	[OII]
3858.0	3880.0	0.0	[NeIII]
3960.0	3980.0	0.0	Hepsilon
4092.0	4112.0	0.0	Hdelta
4330.0	4350.0	0.0	Hgamma
4848.0	4874.0	0.0	Hbeta
4940.0	5028.0	0.0	[OIII]
5866.0	5916.0	0.0	HeI & NaD
6280.0	6320.0	0.0	[OI]
6528.0	6608.0	0.0	Halpha & [NII]
6696.0	6752.0	0.0	[SII]

List of windows containing typical optical emission lines.

Fonte: [minerva.ufsc.br/starlight/files/papers/Manual\\_StCv04.pdf](http://minerva.ufsc.br/starlight/files/papers/Manual_StCv04.pdf)

Figura A.3 – Exemplo de um arquivo de base para o STARLIGHT.

```

45      [N_base]
bc2003_hr_m42_chab_ssp_020.spec      0.00100e9      0.00400      age020_m42      1.0000      0      0.0000
bc2003_hr_m42_chab_ssp_045.spec      0.00316e9      0.00400      age045_m42      0.9999      0      0.0000
bc2003_hr_m42_chab_ssp_055.spec      0.00501e9      0.00400      age055_m42      0.9488      0      0.0000
bc2003_hr_m42_chab_ssp_070.spec      0.01000e9      0.00400      age070_m42      0.8862      0      0.0000
...
bc2003_hr_m42_chab_ssp_150.spec      2.50000e9      0.00400      age150_m42      0.5463      0      0.0000
bc2003_hr_m42_chab_ssp_161.spec      5.00000e9      0.00400      age161_m42      0.5228      0      0.0000
bc2003_hr_m42_chab_ssp_185.spec      11.00000e9     0.00400      age185_m42      0.4980      0      0.0000
bc2003_hr_m42_chab_ssp_193.spec      13.00000e9     0.00400      age193_m42      0.4927      0      0.0000
...
bc2003_hr_m72_chab_ssp_020.spec      0.00100e9      0.05000      age020_m72      0.9998      0      0.0000
bc2003_hr_m72_chab_ssp_045.spec      0.00316e9      0.05000      age045_m72      0.9577      0      0.0000
bc2003_hr_m72_chab_ssp_055.spec      0.00501e9      0.05000      age055_m72      0.9147      0      0.0000
bc2003_hr_m72_chab_ssp_070.spec      0.01000e9      0.05000      age070_m72      0.8524      0      0.0000
...
bc2003_hr_m72_chab_ssp_150.spec      2.50000e9      0.05000      age150_m72      0.5583      0      0.0000
bc2003_hr_m72_chab_ssp_161.spec      5.00000e9      0.05000      age161_m72      0.5320      0      0.0000
bc2003_hr_m72_chab_ssp_185.spec      11.00000e9     0.05000      age185_m72      0.5070      0      0.0000
bc2003_hr_m72_chab_ssp_193.spec      13.00000e9     0.05000      age193_m72      0.5018      0      0.0000
# spec-file      age [yr]      Z      code      Mstar      YAV?      a/Fe
...

```

Fonte: [minerva.ufsc.br/starlight/files/papers/Manual\\_StCv04.pdf](http://minerva.ufsc.br/starlight/files/papers/Manual_StCv04.pdf)

Figura A.4 – Exemplo de um espectro de base para o STARLIGHT, as primeiras linhas, onde existem #, serão ignoradas pelo STARLIGHT, são apenas informações sobre o espectro.

```

# Output file name = bc2003_hr_m62_chab_ssp_135.spec
# Input file name  = bc2003_hr_m62_chab_ssp.ised
# Column          2
# Record          135
# Age (yr)        9.048E+08
# Lambda(A)       Flux
9.100000E+01     1.276E-07
9.400000E+01     1.442E-07
9.600000E+01     1.495E-07
...
3.270000E+03     9.475E-05
3.290000E+03     9.373E-05
3.310000E+03     9.430E-05

```

Fonte: [minerva.ufsc.br/starlight/files/papers/Manual\\_StCv04.pdf](http://minerva.ufsc.br/starlight/files/papers/Manual_StCv04.pdf)

Figura A.5 – Exemplo de um arquivo de configuração para o STARLIGHT.

```

# Configuration parameters for StarlightChains_v04.for - Cid@Lagoa - 18/Feb/2007 #
#
# Normalization lambdas
#
5200.0      [l_norm (A)]           = for base spectra only
4900.0      [llow_norm (A)]        = for observed spectrum
5300.0      [lupp_norm (A)]        = " " "
#
# Parameter Limits
#
-1.0        [AV_low (mag)]         = lower allowed AV
 4.0        [AV_upp (mag)]         = upper allowed AV
-0.0001     [YAV_low (mag)]        = lower allowed YAV
 0.0001     [YAV_upp (mag)]        = upper allowed YAV
 0.7        [fn_low]               = lower allowed Norm. factor = sum x_j
 1.3        [fn_upp]               = upper allowed Norm. factor = sum x_j
-500.0      [v0_low (km/s)]        = lower allowed v0
 500.0      [v0_upp (km/s)]        = upper allowed v0
 0.0        [vd_low (km/s)]        = lower allowed vd
 500.0      [vd_upp (km/s)]        = upper allowed vd
#
# Clipping options & Weight-Control-Filter
#
NSIGMA      [clip_method_option]   = NOCLIP/NSIGMA/RELRES/ABSRES = possible clipping methods
3.0         [sig_clip_threshold]    = clip points which deviate > than this # of sigmas
2.0         [wei_nsig_threshold]    = weight-control-filter. Use <= 0 to turn this off! (see manual)
#
# Miscellaneous
#
 50.0       [dl_cushion (A)]         = safety margin for kinematical filter!
 0.001      [f_cut (units of f_norm)] = Mask/ignore very low fluxes: f_obs <= f_cut
31         [N_int_Gauss]            = # of points for integration of kinematical filter
 1         [i_verbose]              = 0/1 = Quiet/Talkative
 0         [i_verbose_anneal]        = 0/1/2/3 = Quiet/.../Verborragic
 0         [i1stLineHeader]         = 1/0 = Y/N
 1         [i_FastBC03_FLAG]         = 1 for Fast-rebin of BC03 spectra!
 0         [i_FitPowerLaw]           = 1/0 = Y/N - include a Power Law in base
-0.5       [alpha_PowerLaw]         = PL index, only used if iFitPowerLaw = 1
 0         [i_SkipExistingOutFiles]  = 1/0 = Y/N - skip or overwrite fits with already existent arq_out
#
#
# Markov Chains technical parameters
#
 7         [N_chains]                = # of Markov Chains
 0.50      [xinit_max]               = max(x_j) for initial random chain pop-vecs
 0         [i_UpdateEps]             = 1/0 = Y/N. Not well tested: use 0!
 2         [i_UpdateAlpha]           = 0/1/2. 1 & 2 update step-sizes dynamically. 0 turns this off.
 2.0       [fAlpha]                 = step-updating-factor.
 1         [i_MoveOneParOnly]        = 1/0 = Y/N. Not tested/debugged! Use 1!
 1         [i_UpdateAVYAVStepSeparately] = 1/0 = Y/N.
 1         [i_HelpParWithMaxR]       = 1/0 = Y/N. Help convergence of ParWithMaxR
 0.2       [prob_jRmax]              = prob to pick ParWithMaxR
 1         [i_HelpPopVectorMove2Average] = 1/0 = Y/N. Help x convergence
 0.4       [prob_HelpPopVectorMove2Average] = prob of inverting sign of x-move to go towards mean
 1         [i_HelpAVYAVMove2Average] = 1/0 = Y/N. Help AV/YAV convergence
 0.4       [prob_HelpAVYAVMove2Average] = prob of inverting sign of AV/YAV-move to go towards mean
 10        [NRC_AV_Default]         = initial # of terms in the RC AV-series
..

```

Fonte: [minerva.ufsc.br/starlight/files/papers/Manual\\_StCv04.pdf](http://minerva.ufsc.br/starlight/files/papers/Manual_StCv04.pdf)

Figura A.6 – Exemplo de um arquivo grade para o STARLIGHT.

```

2 [Number of fits to run]
/home/cid/STARLIGHTv04/BasesDir/ [base_dir]
/home/cid/STARLIGHTv04/ [obs_dir]
/home/cid/STARLIGHTv04/ [mask_dir]
/home/cid/STARLIGHTv04/ [out_dir]
-2007200 [your phone number]
4730.0 [llow_SN] lower-lambda of S/N window
4780.0 [lupp_SN] upper-lambda of S/N window
3400.0 [0lsyn_ini] lower-lambda for fit
8900.0 [0lsyn_fin] upper-lambda for fit
1.0 [0dlsyn] delta-lambda for fit
1.0 [fscale_chi2] fudge-factor for chi2
FIT [FIT/FXK] Fit or Fix kinematics
1 [IsErrSpecAvailable] 1/0 = Yes/No
1 [IsFlagSpecAvailable] 1/0 = Yes/No
0414.51901.393.cxt StCv04.C11.config Base.BC03.N Mask.0414.51901.393.cxt.sc1.CRAP.gm.BN CCM 0.0 150.0 0414.51901.393.cxt.sc4.C11.im.CCM.BN
0784.52327.478.cxt StCv04.C11.config Base.BC03.N Mask.0784.52327.478.cxt.sc2.CRAP.gm.BN CCM 0.0 150.0 0784.52327.478.cxt.sc4.C11.im.CCM.BN

Example of 2 SDSS galaxies fitted with Base.BC03.N (45 components), CCM law, etc.
Cid@Lagoa - 29/March/2007

```

Fonte: [minerva.ufsc.br/starlight/files/papers/Manual\\_StCv04.pdf](http://minerva.ufsc.br/starlight/files/papers/Manual_StCv04.pdf)

Figura A.7 – Exemplo de um arquivo de saída para o STARLIGHT.

# j	x_j(%)	Mini_j(%)	Mcor_j(%)	age_j(yr)	Z_j	(L/M)_j	YAV?	Mstars	component_j	s/Fe...	SSP_chi2r	SSP_adev(%)	SSP_AV	SSP_x(%)
1	15.0005	8.5233E-01	1.4041E+00	1.000000E+06	0.00400	1.114E-02	0	1.0000	age020_m42	0.0000	1.0183E+00	6.1188	2.2985	92.6204
2	7.8143	1.2144E-01	2.0004E-01	3.160000E+06	0.00400	4.073E-02	0	0.9999	age045_m42	0.0000	9.0516E-01	5.6222	1.5142	96.3750
3	0.0000	0.0000E+00	0.0000E+00	5.010000E+06	0.00400	2.534E-02	0	0.9488	age055_m42	0.0000	8.9463E-01	5.5813	1.7901	95.8431
4	3.9879	1.9860E-01	2.8994E-01	1.000000E+07	0.00400	1.271E-02	0	0.8862	age070_m42	0.0000	8.1546E-01	5.3180	0.7523	100.7819
5	0.0032	4.0396E-04	5.4396E-04	2.512000E+07	0.00400	5.070E-03	0	0.8174	age090_m42	0.0000	7.7199E-01	5.1622	0.6343	101.2523
6	3.8530	6.9583E-01	8.9997E-01	4.000000E+07	0.00400	3.505E-03	0	0.7851	age104_m42	0.0000	7.3431E-01	5.0223	0.3965	100.0800
7	9.5516	2.6658E+00	3.1650E+00	1.015200E+08	0.00400	2.268E-03	0	0.7207	age116_m42	0.0000	7.4348E-01	5.0608	0.7737	98.6686
8	8.1674	4.7913E+00	5.2197E+00	2.861200E+08	0.00400	1.079E-03	0	0.6613	age125_m42	0.0000	8.0436E-01	5.2328	0.2201	98.7746
9	2.2559	2.8126E+00	2.8714E+00	6.405400E+08	0.00400	5.077E-04	0	0.6197	age132_m42	0.0000	9.5596E-01	5.7433	-0.1108	99.5684
10	2.3293	4.1708E+00	4.1390E+00	9.047900E+08	0.00400	3.535E-04	0	0.6024	age135_m42	0.0000	1.1538E+00	6.4879	-0.3476	97.3618
...														
36	9.5865	1.8975E+00	2.3813E+00	4.000000E+07	0.05000	3.198E-03	0	0.7618	age104_m72	0.0000	1.5719E+00	7.8272	0.7568	107.1004
37	0.0178	6.5608E-03	7.6652E-03	1.015200E+08	0.05000	1.716E-03	0	0.7092	age116_m72	0.0000	1.1137E+00	6.4566	0.6120	106.1525
38	0.0000	0.0000E+00	0.0000E+00	2.861200E+08	0.05000	7.047E-04	0	0.6618	age125_m72	0.0000	9.4658E-01	5.6301	0.0863	100.7158
39	6.2124	1.4935E+01	1.5385E+01	6.405400E+08	0.05000	2.633E-04	0	0.6253	age132_m72	0.0000	1.6647E+00	7.6342	-0.6874	95.1361
40	0.0000	0.0000E+00	0.0000E+00	9.047900E+08	0.05000	1.484E-04	0	0.6088	age135_m72	0.0000	2.7284E+00	9.2713	-1.0000	82.4165
41	0.0000	0.0000E+00	0.0000E+00	1.434000E+09	0.05000	7.827E-05	0	0.5847	age139_m72	0.0000	5.4087E+00	11.7629	-1.0000	65.6914
42	0.0000	0.0000E+00	0.0000E+00	2.500000E+09	0.05000	3.759E-05	0	0.5583	age150_m72	0.0000	9.1184E+00	15.9948	-1.0000	54.8760
43	0.0000	0.0000E+00	0.0000E+00	5.000000E+09	0.05000	1.548E-05	0	0.5320	age161_m72	0.0000	1.5789E+01	22.6938	-1.0000	43.0039
44	0.0000	0.0000E+00	0.0000E+00	1.100000E+10	0.05000	6.532E-06	0	0.5070	age185_m72	0.0000	2.0586E+01	26.2549	-1.0000	35.3899
45	0.0000	0.0000E+00	0.0000E+00	1.300000E+10	0.05000	5.316E-06	0	0.5018	age193_m72	0.0000	2.1968E+01	27.1923	-1.0000	33.4145

Fonte: [minerva.ufsc.br/starlight/files/papers/Manual\\_StCv04.pdf](http://minerva.ufsc.br/starlight/files/papers/Manual_StCv04.pdf)

## **APÊNDICE B – SIMULAÇÕES TESTES**

B.1 – VAZDEKIS

B.2 – BC03

B.3 – BASE CRUZADA UTILIZANDO BC03 NA SÍNTESE

B.4 – BASE CRUZADA UTILIZANDO VAZDEKIS NA SÍNTESE

B.5 – COEFICIENTES DOS GRÁFICOS OBTIDOS PARA SIMULAÇÃO TESTE

**B.5.1 – BASE VAZDEKIS**

**B.5.2 – BASE BC03**

**B.5.3 – BASE CRUZADA: SIMULADO VAZDEKIS- SINTÉTICO BC03**

**B.5.4 – BASE CRUZADA: SIMULADO BC03 - SINTÉTICO VAZDEKIS**

Figura B.1 – Relação entre os valores para idade estelar média obtidos na simulação e os reproduzidos pela síntese espectral, usando base Vazdekis.

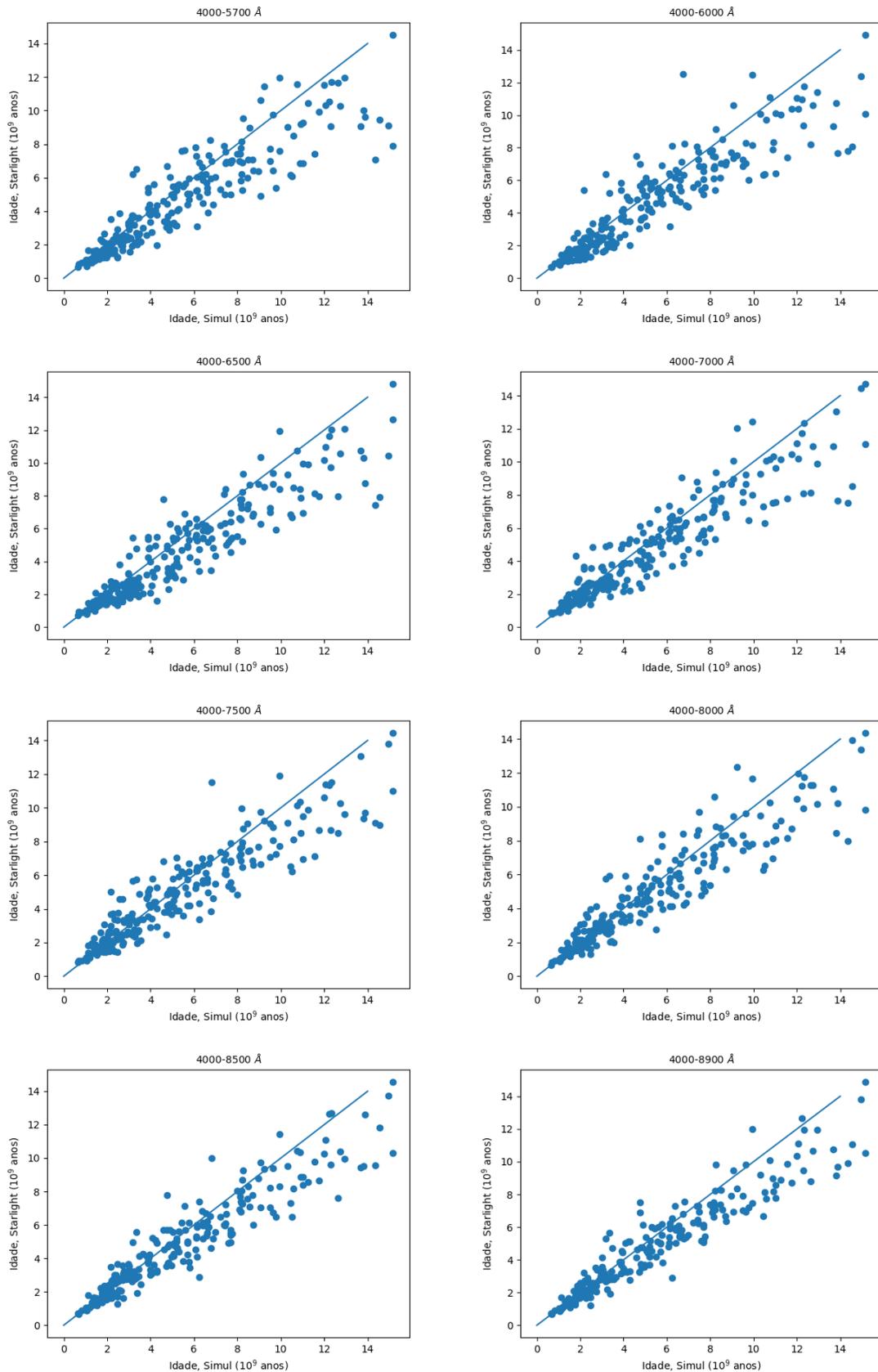


Figura B.2 – Relação entre os valores para metalicidade estelar média obtidos na simulação e os reproduzidos pela síntese espectral, usando base Vazdekis.

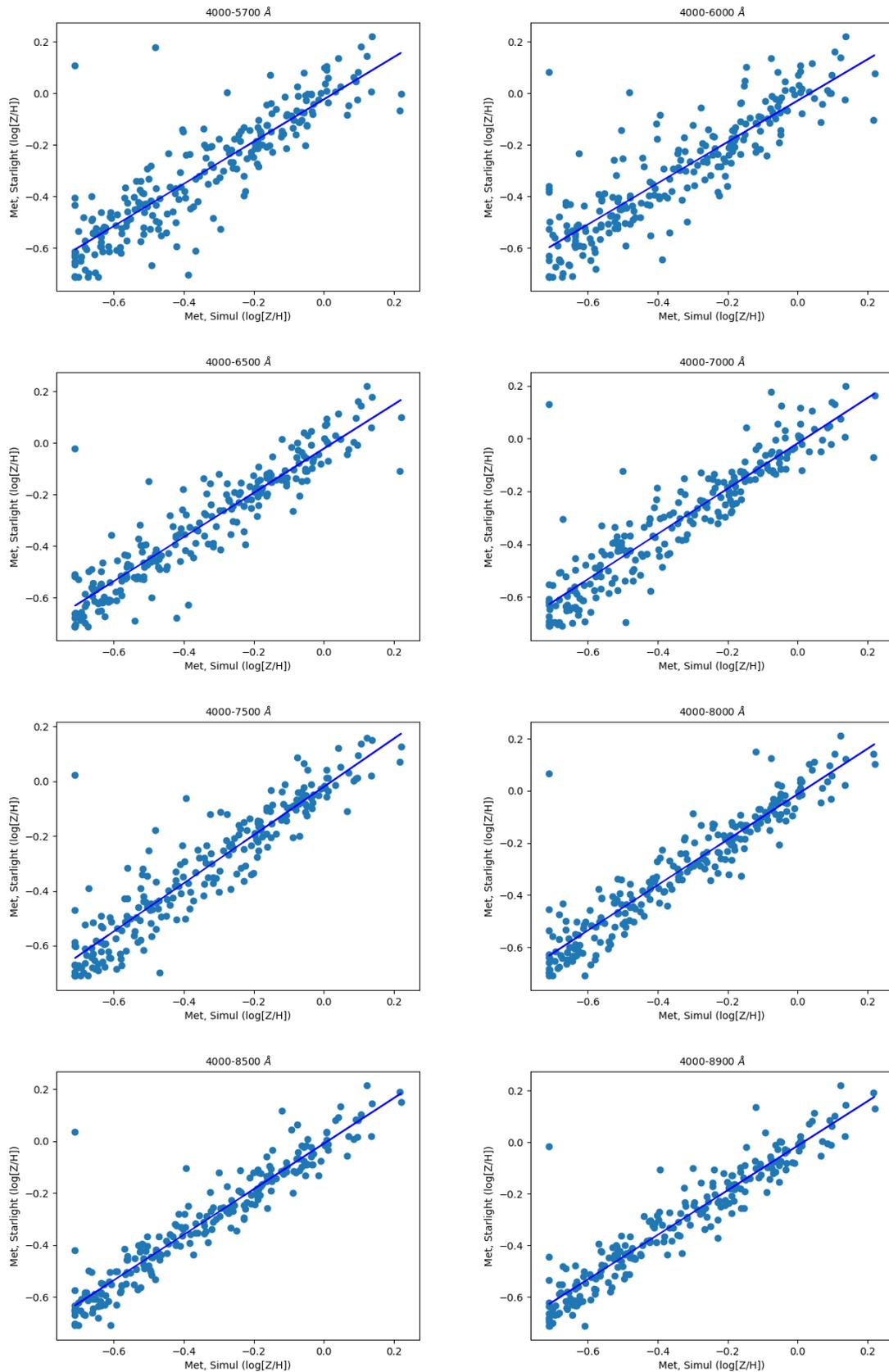


Figura B.3 – Relação entre os valores para extinção obtidos na simulação e os reproduzidos pela síntese espectral, usando base Vazdekis.

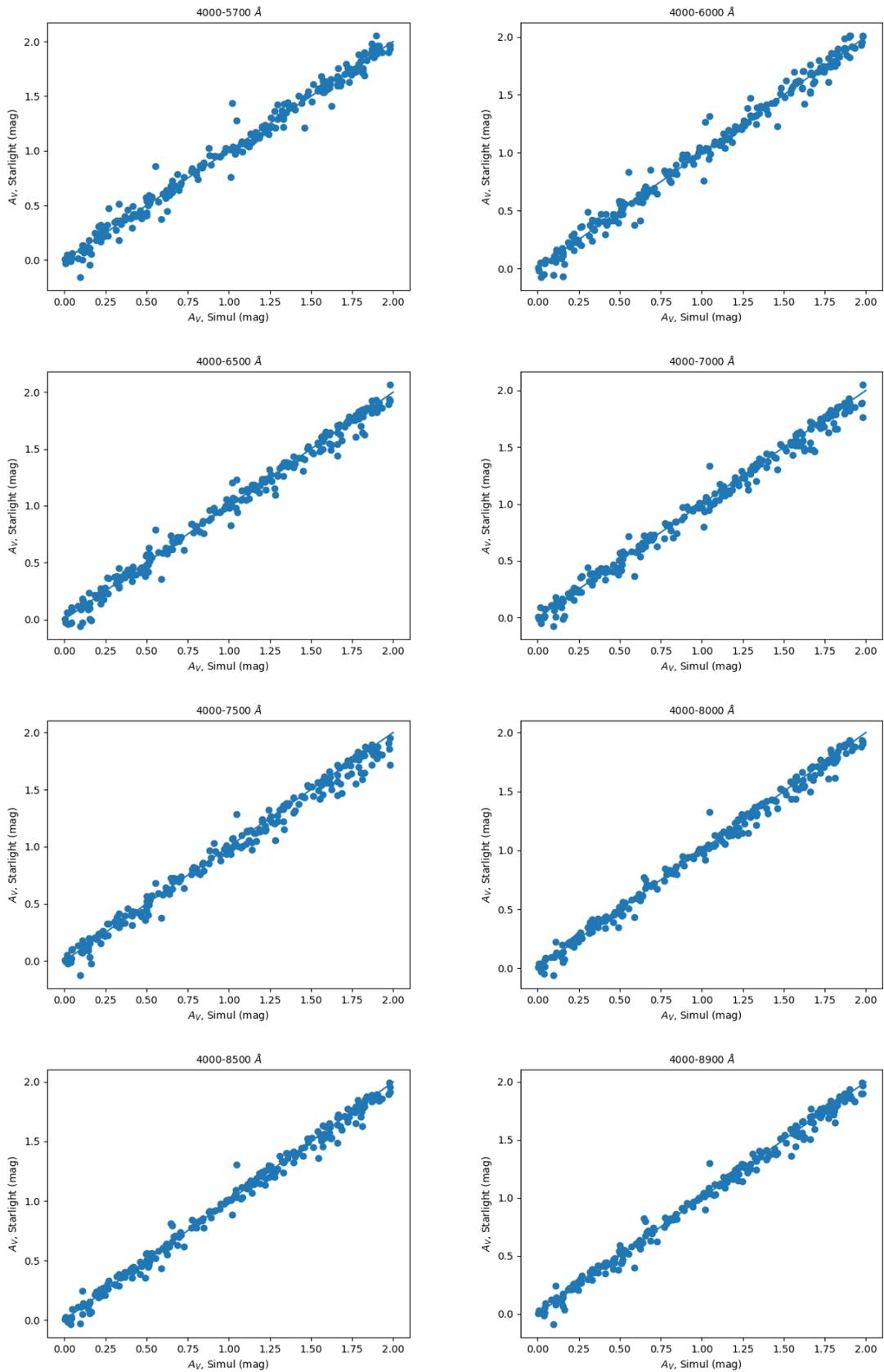


Figura B.4 – Relação entre os valores para lei de potência obtidos na simulação e os reproduzidos pela síntese espectral, usando base Vazdekis.

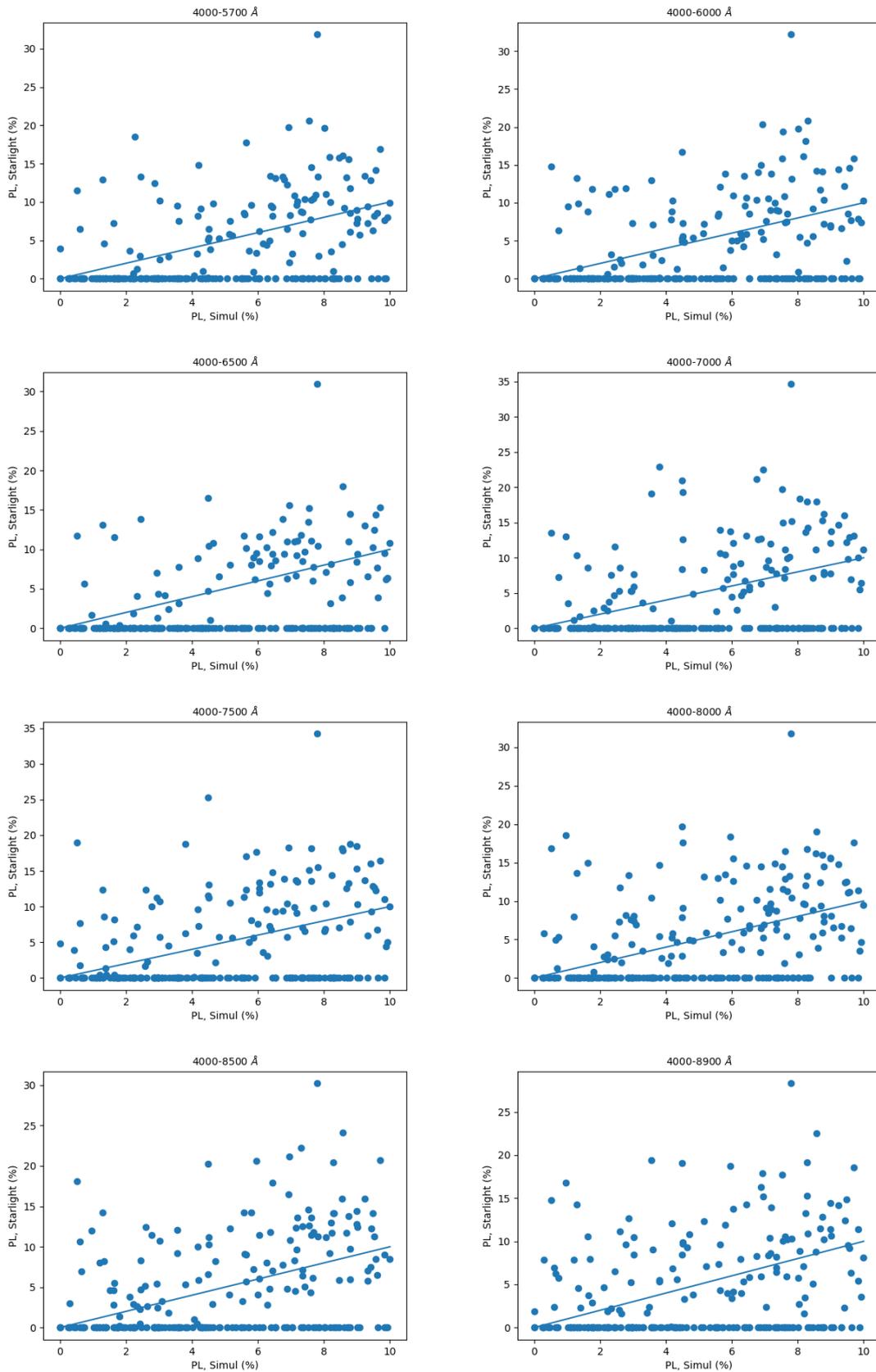


Figura B.5 – Relação entre os valores para idade estelar média obtidos na simulação e os reproduzidos pela síntese espectral, usando base BC03.

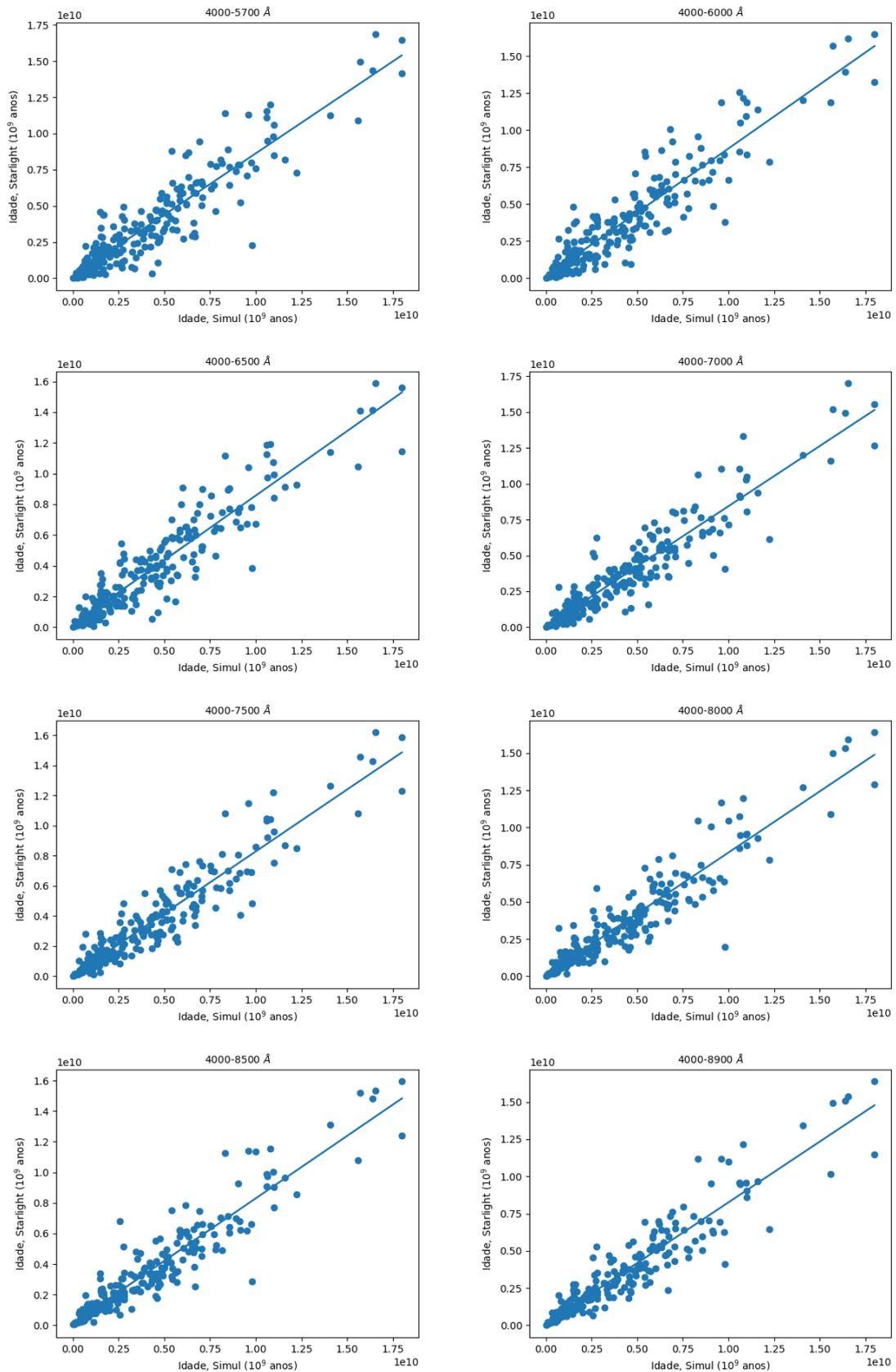


Figura B.6 – Relação entre os valores para metalicidade estelar média obtidos na simulação e os reproduzidos pela síntese espectral, usando base BC03.

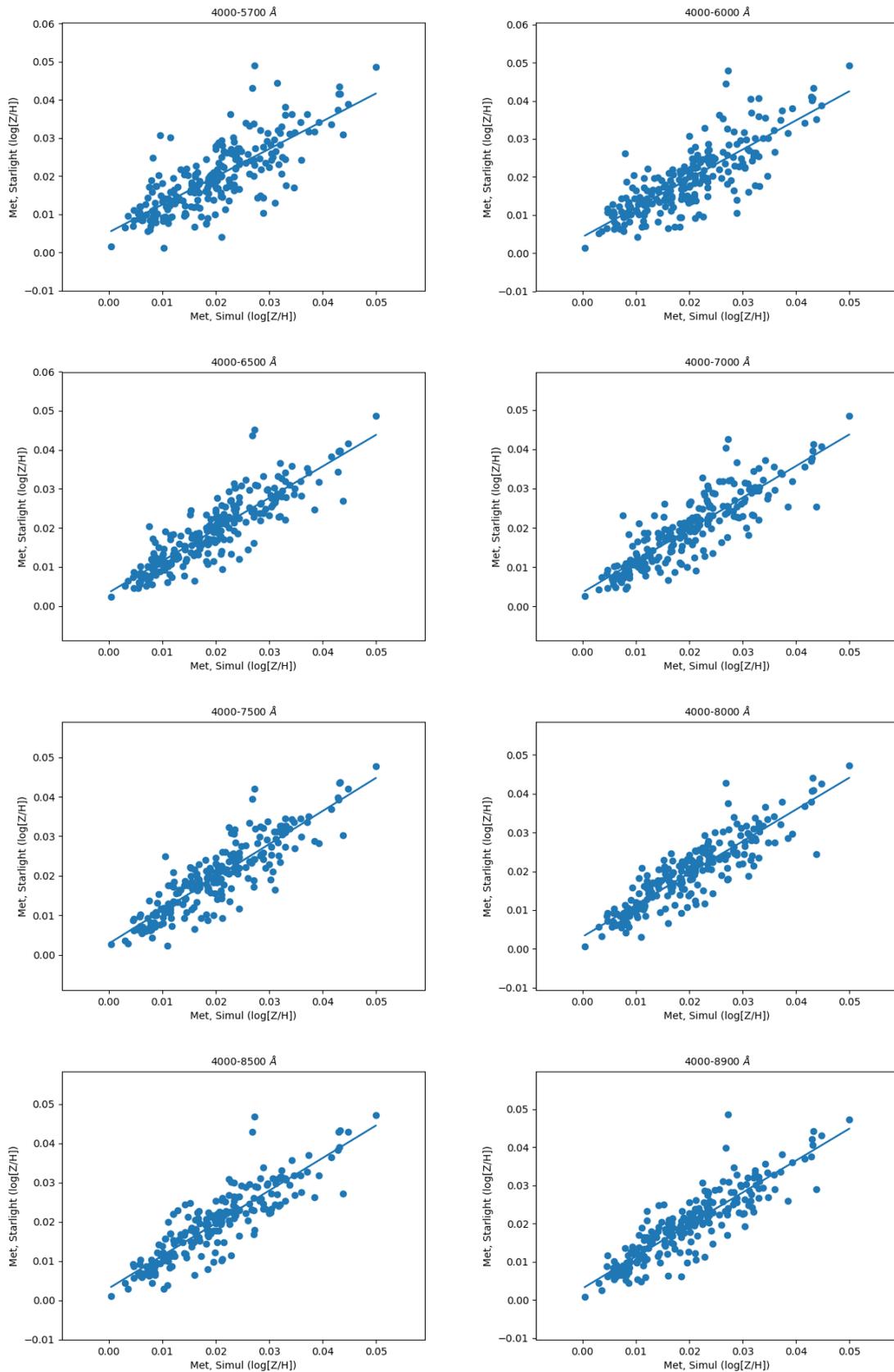


Figura B.7 – Relação entre os valores para extinção obtidos na simulação e os reproduzidos pela síntese espectral, usando base BC03.

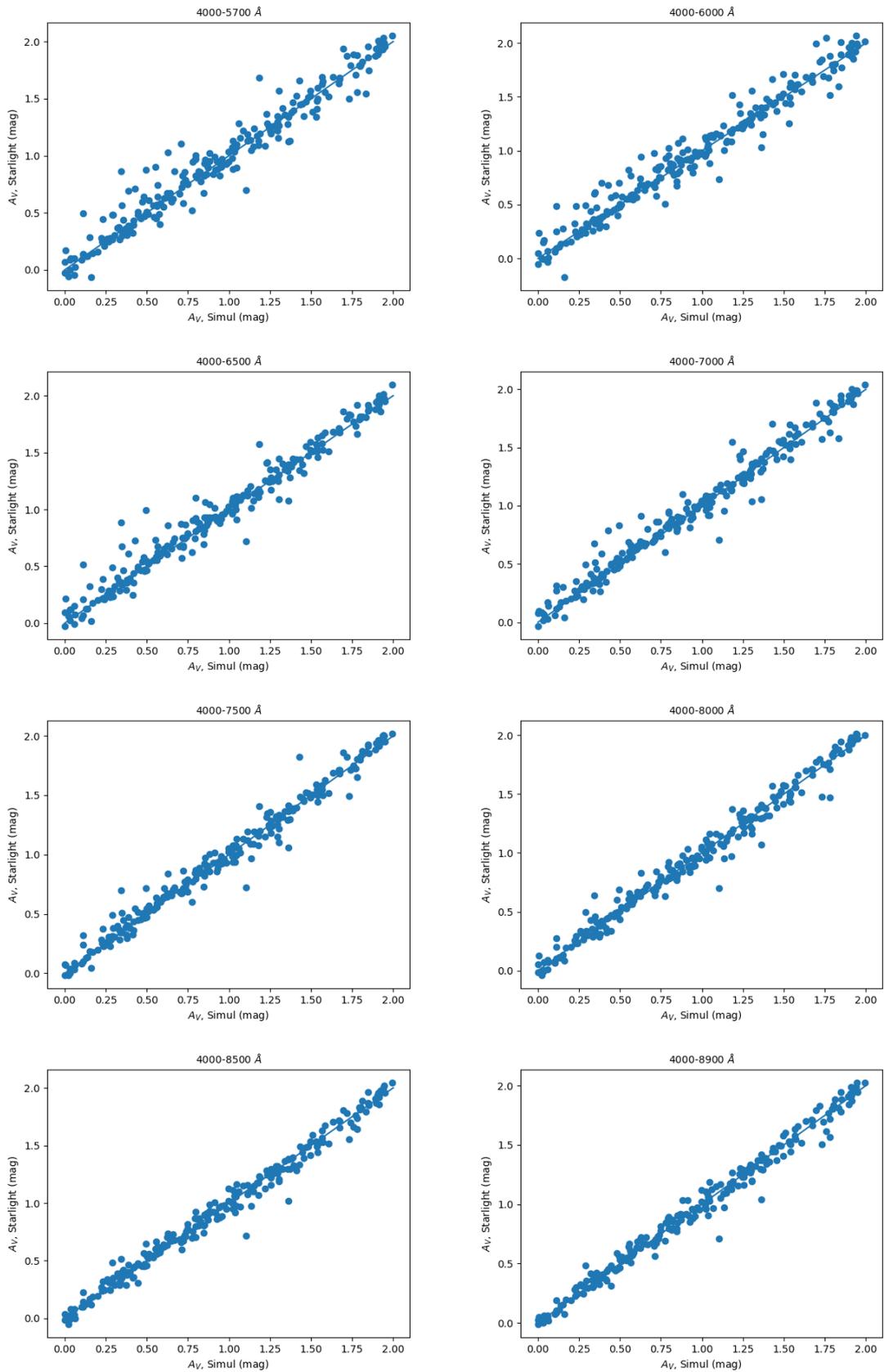


Figura B.8 – Relação entre os valores para lei de potência obtidos na simulação e os reproduzidos pela síntese espectral, usando base BC03.

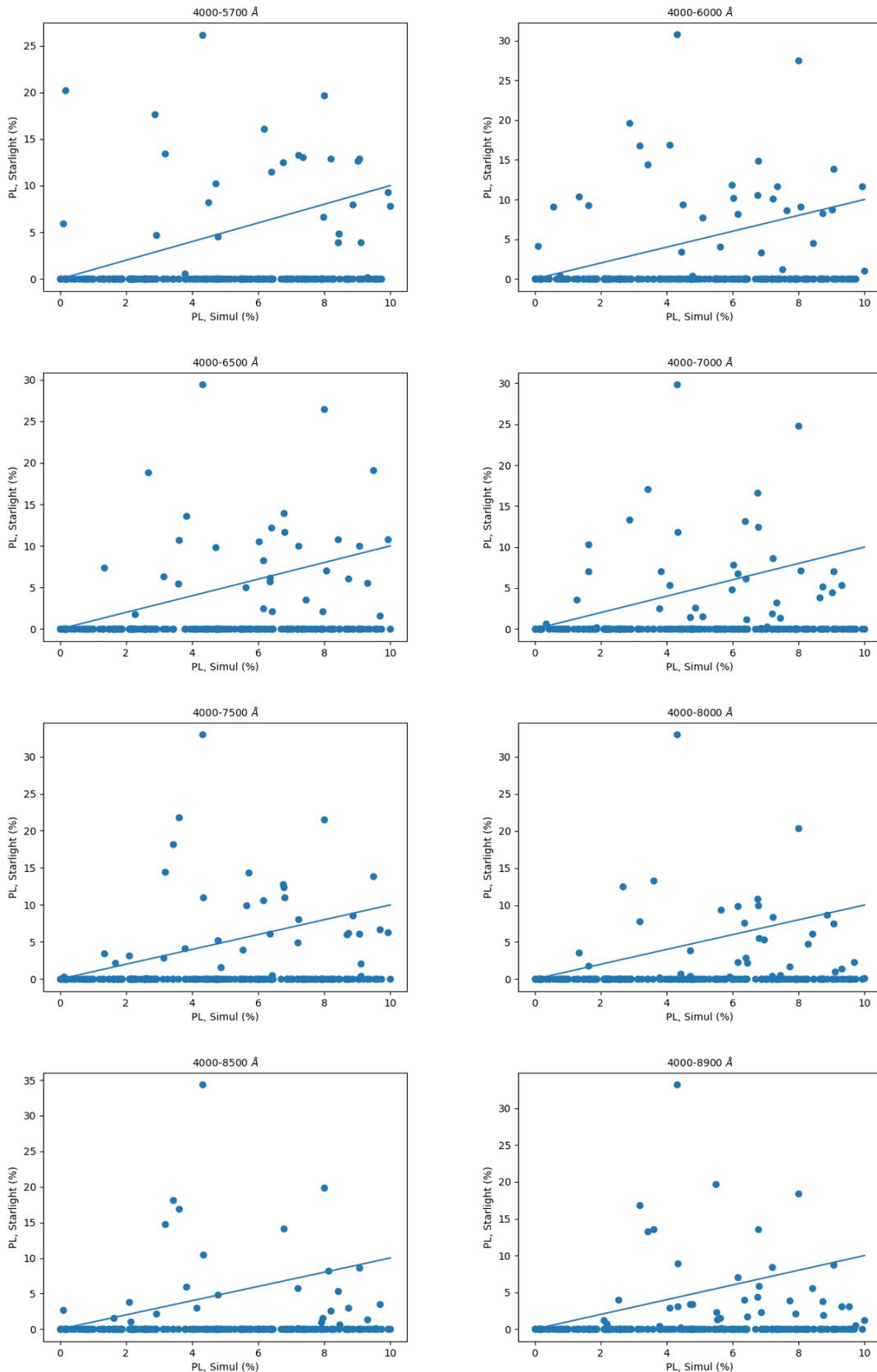


Figura B.9 – Relação entre os valores para idade estelar média obtidos na simulação feita com base Vazdekis e os reproduzidos pela síntese espectral com base BC03.

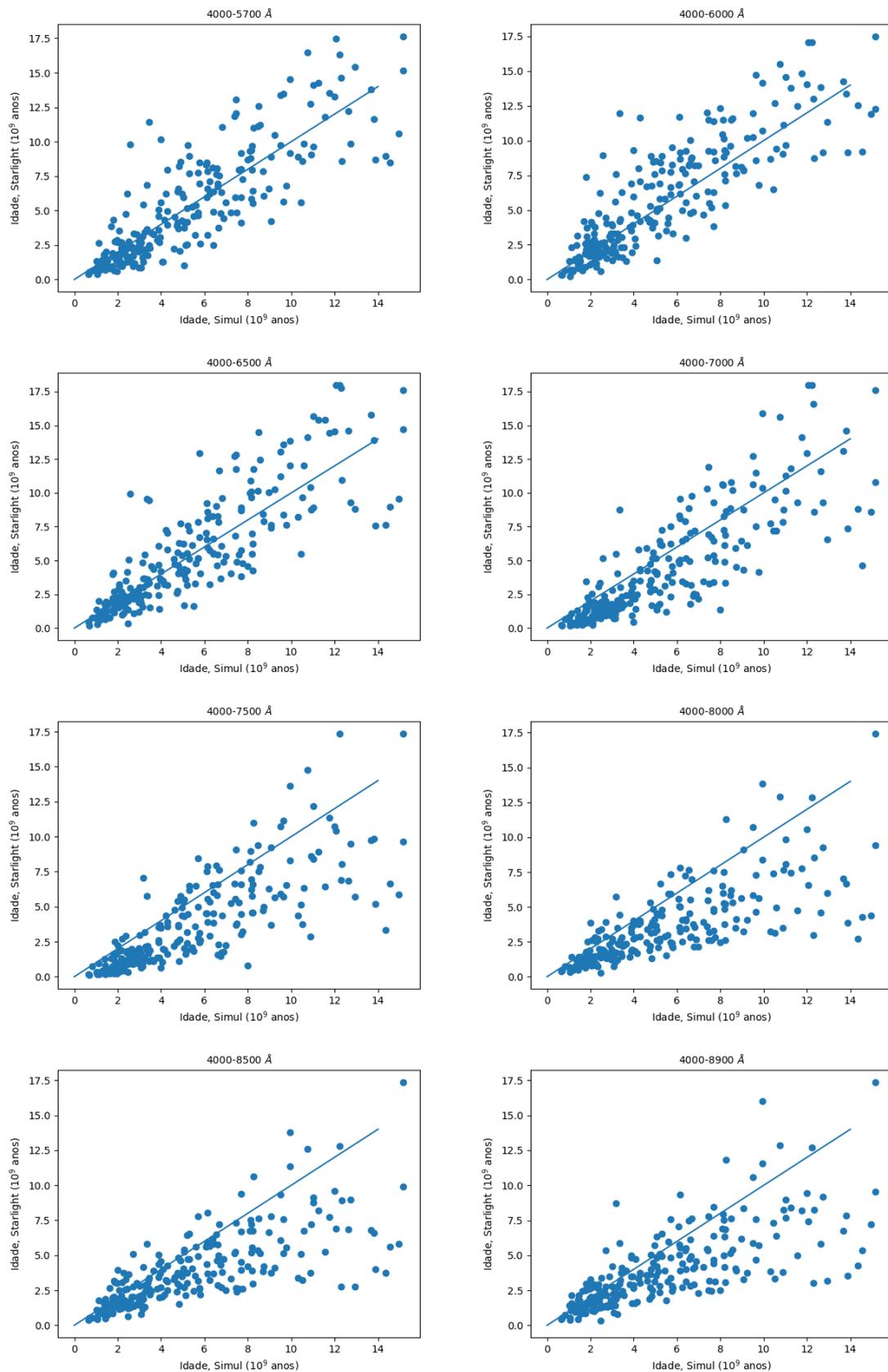


Figura B.10 – Relação entre os valores para metalicidade estelar média obtidos na simulação feita com base Vazdekis e os reproduzidos pela síntese espectral com base BC03.

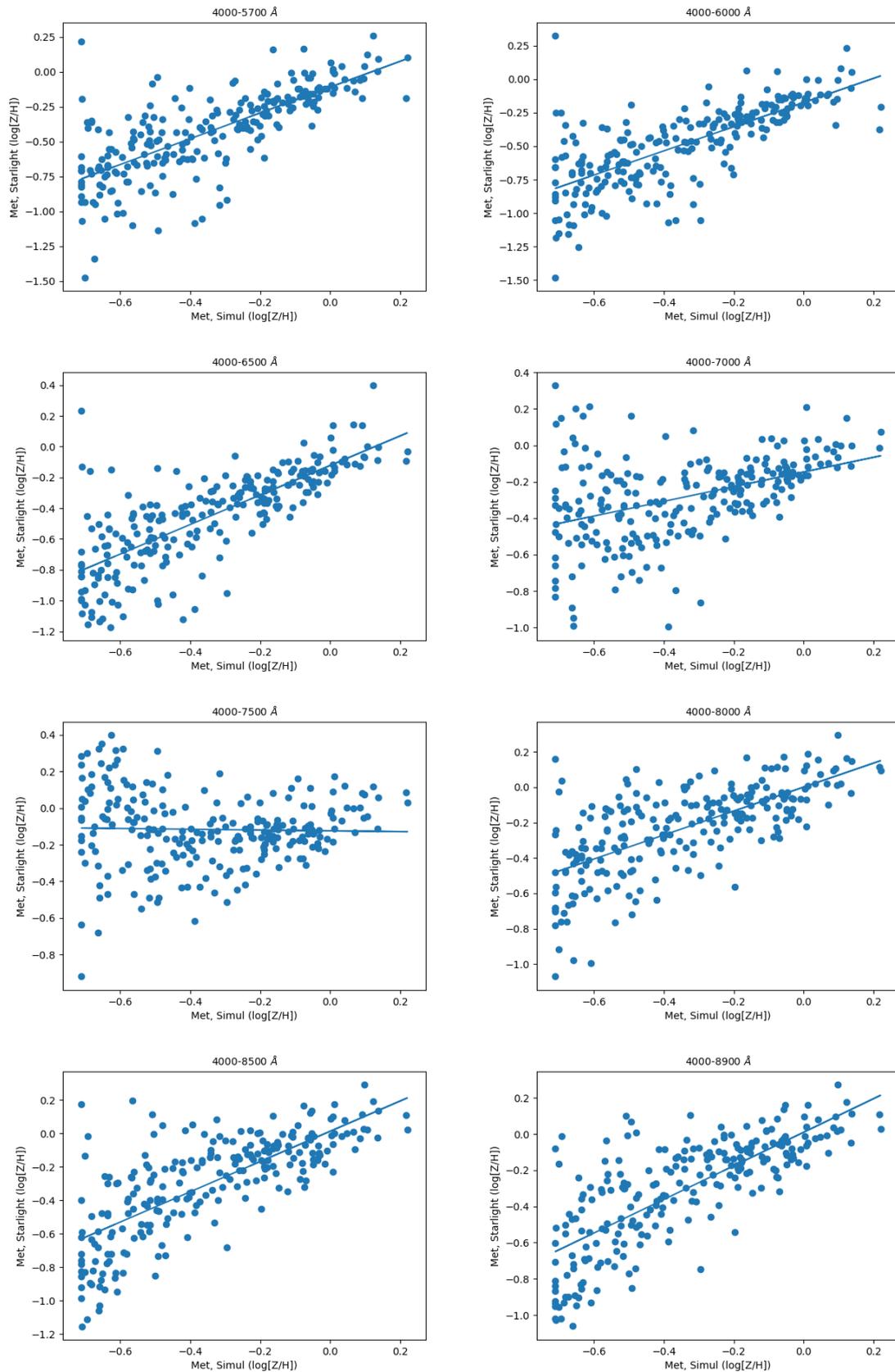


Figura B.11 – Relação entre os valores para extinção obtidos na simulação feita com base Vazdekis e os reproduzidos pela síntese espectral com base BC03.

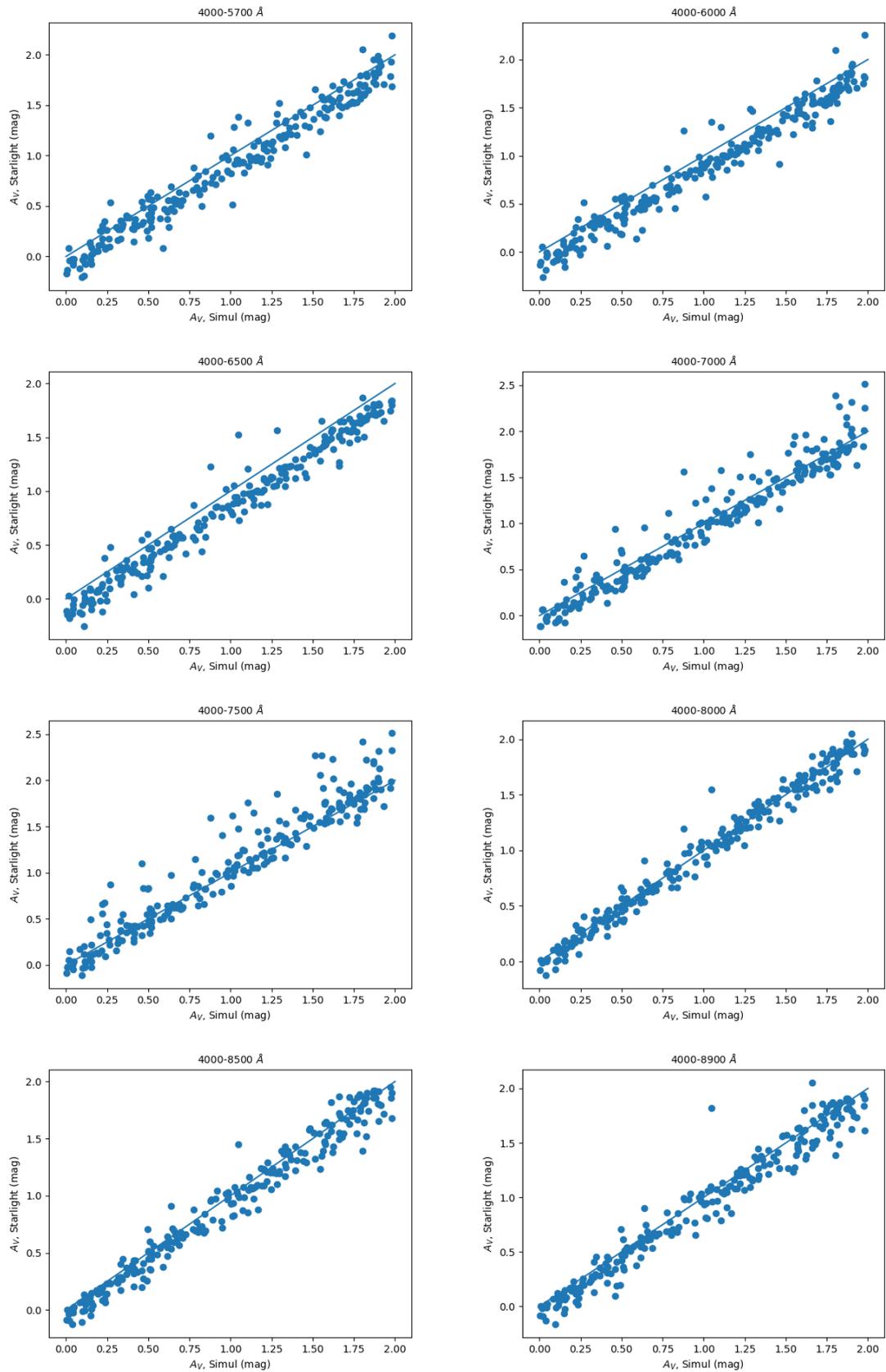


Figura B.12 – Relação entre os valores para lei de potência obtidos na simulação feita com base Vazdekis e os reproduzidos pela síntese espectral com base BC03.

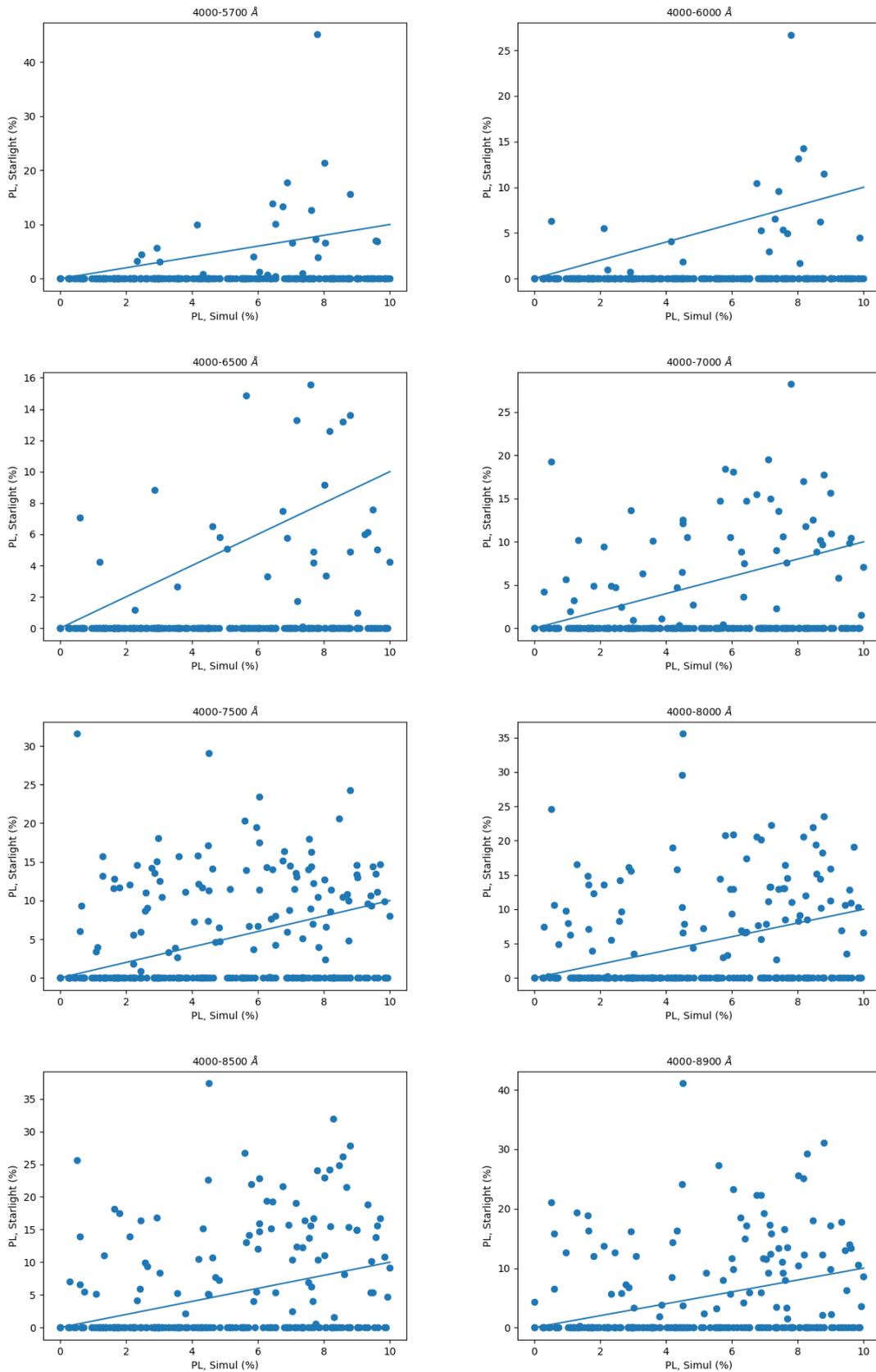


Figura B.13 – Relação entre os valores para idade estelar média obtidos na simulação feita com base BC03 e os reproduzidos pela síntese espectral com base Vazdekis.

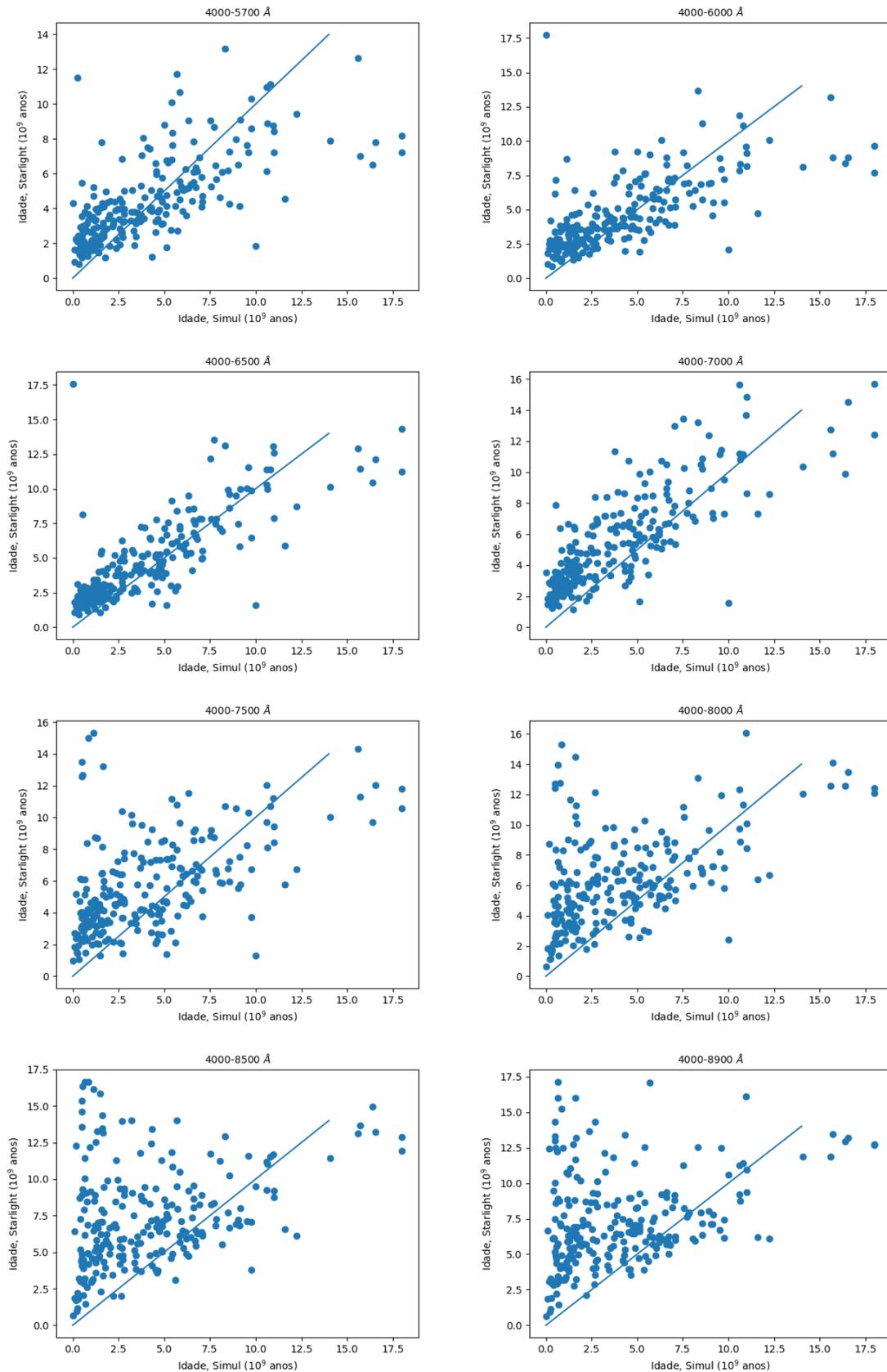


Figura B.14 – Relação entre os valores para metalicidade estelar média obtidos na simulação feita com base BC03 e os reproduzidos pela síntese espectral com base Vazdekis.

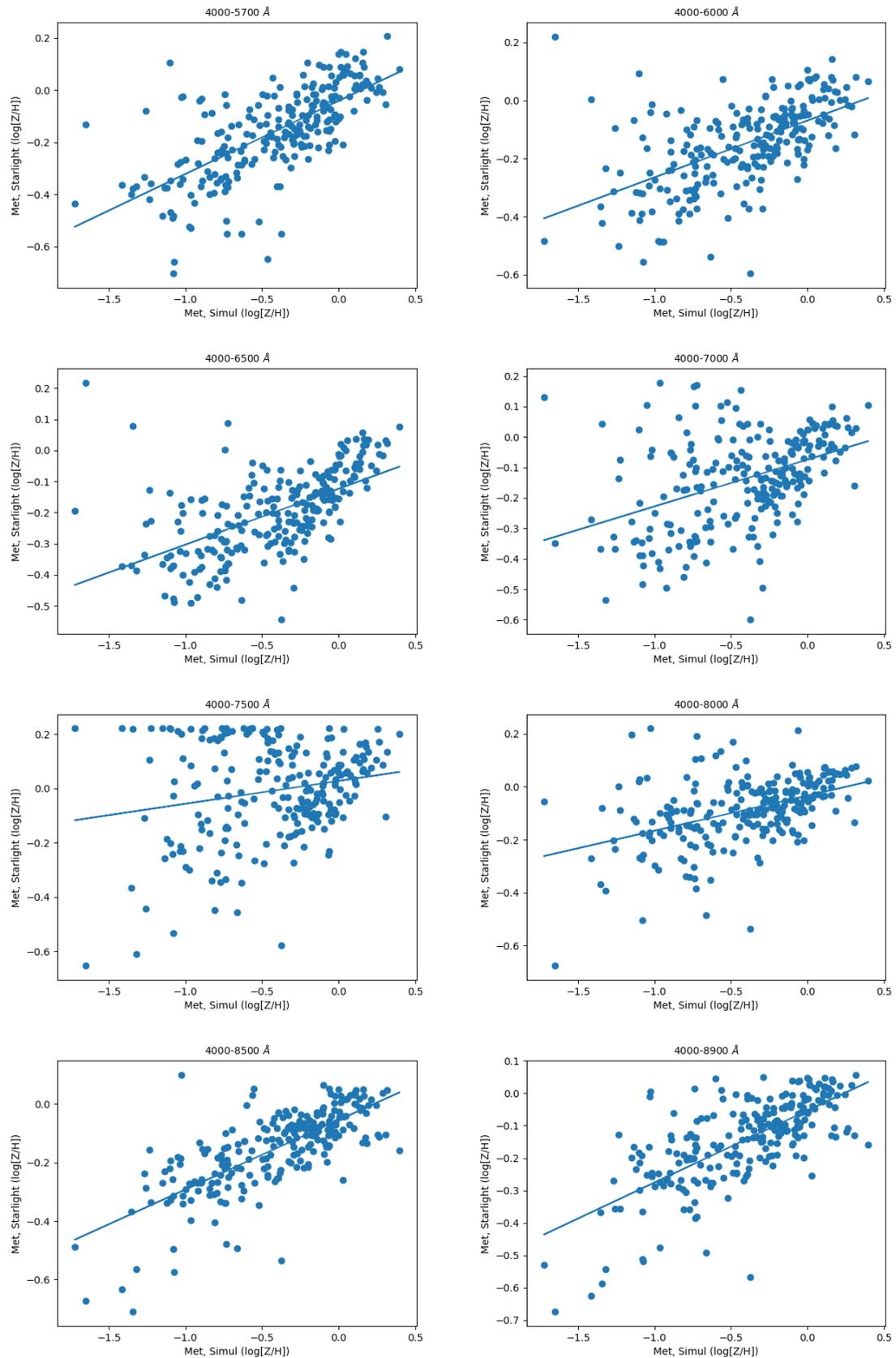


Figura B.15 – Relação entre os valores para extinção obtidos na simulação feita com base BC03 e os reproduzidos pela síntese espectral com base Vazdekis.

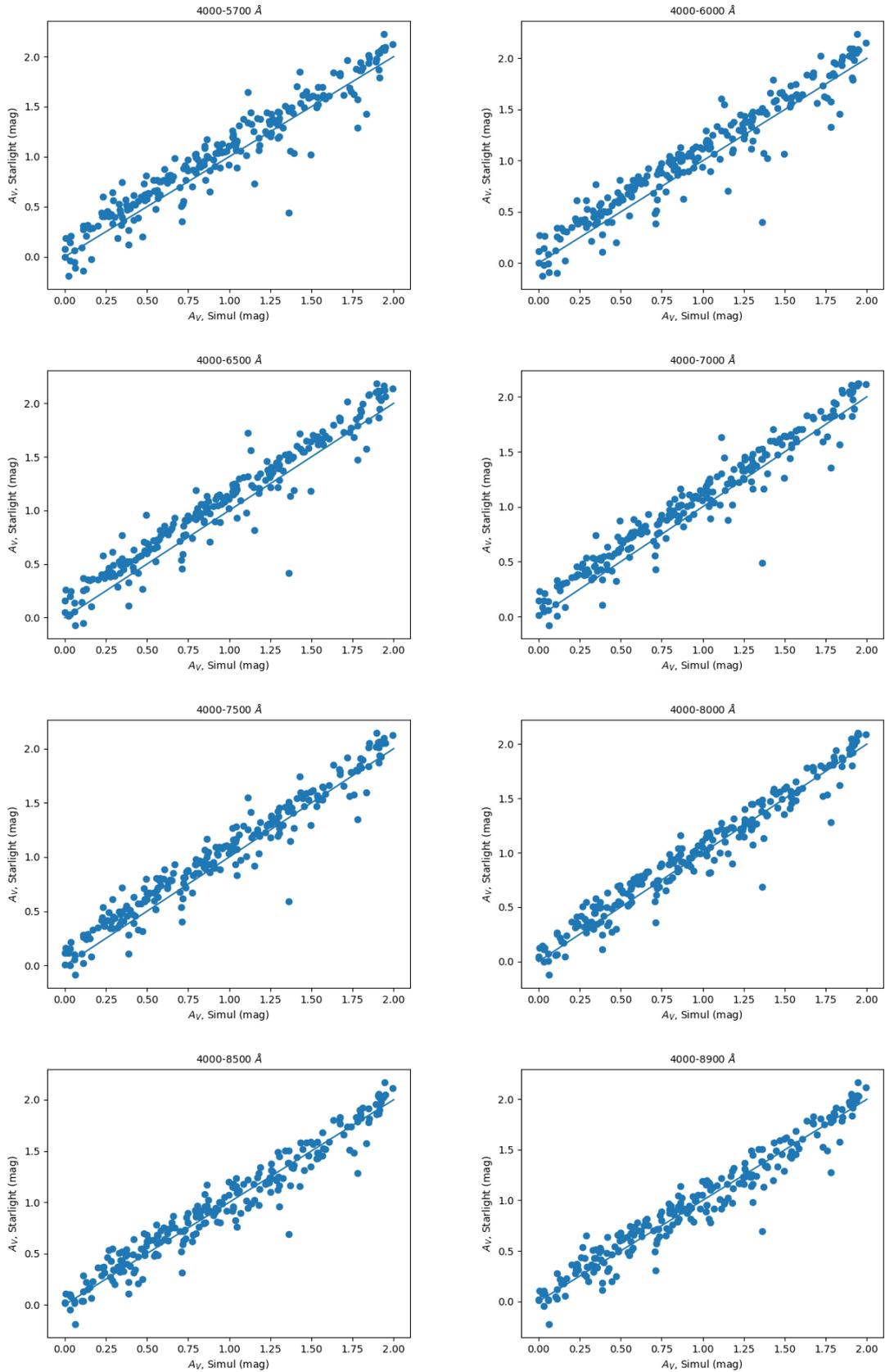


Figura B.16 – Relação entre os valores para lei de potência obtidos na simulação feita com base BC03 e os reproduzidos pela síntese espectral com base Vazdekis.

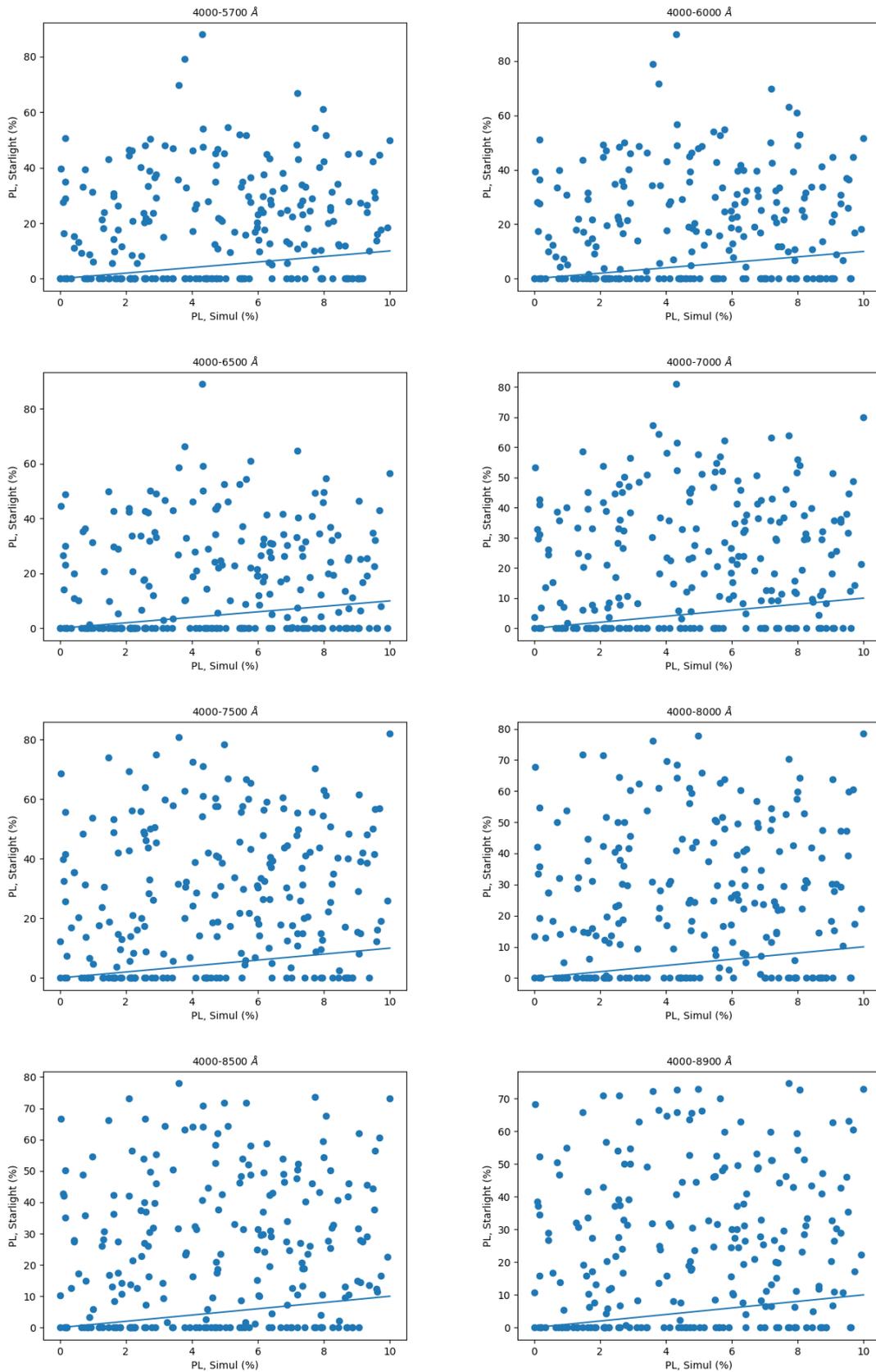
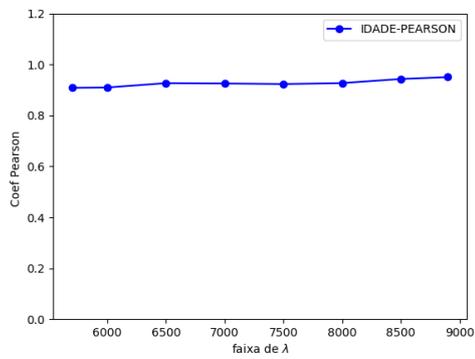
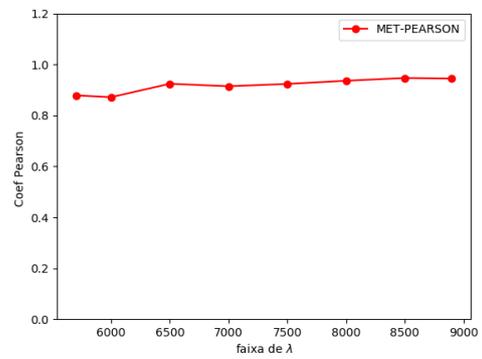


Figura B.17 – Coeficiente de Pearson dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, com base Vazdekis.

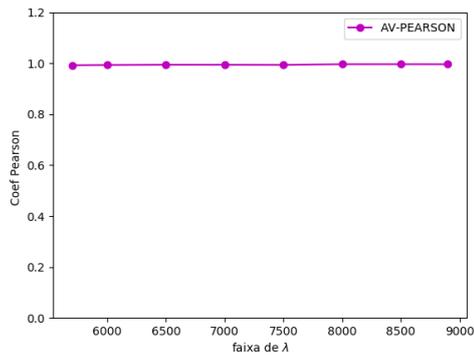
(a) Idade estelar média



(b) Metalicidade estelar média



(c)  $A_V$



(d) Lei de Potência

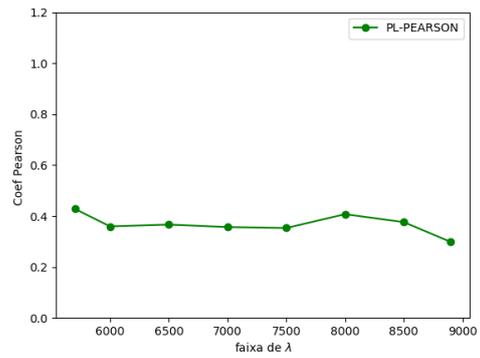
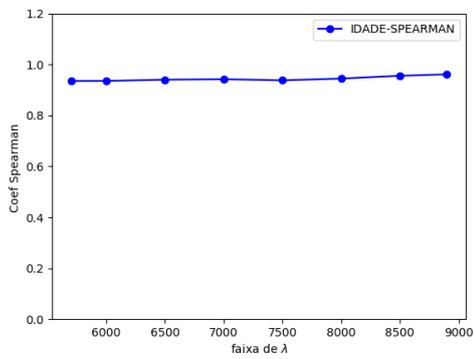
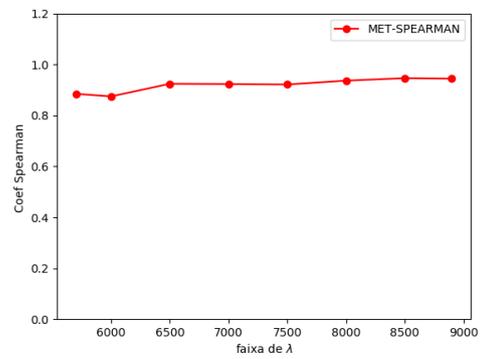


Figura B.18 – Coeficiente de Spearman dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, com base Vazdekis.

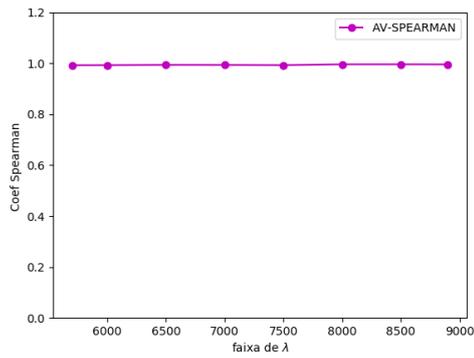
(a) Idade estelar média



(b) Metalicidade estelar média



(c)  $A_V$



(d) Lei de Potência

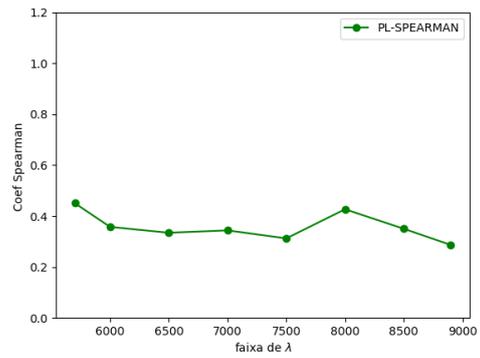
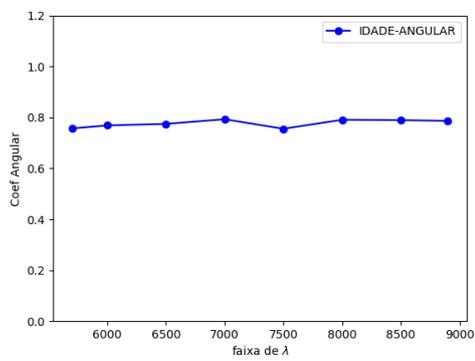
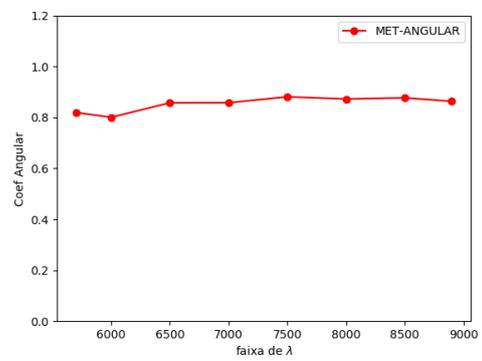


Figura B.19 – Coeficiente angular dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, com base Vazdekis.

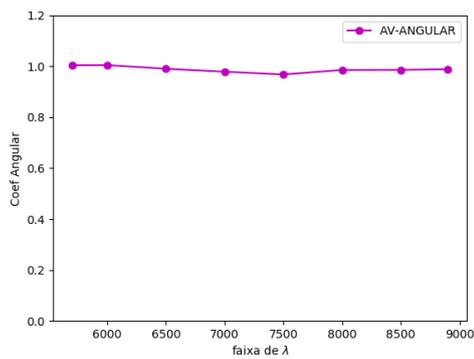
(a) Idade estelar média



(b) Metalicidade estelar média



(c)  $A_V$



(d) Lei de Potência

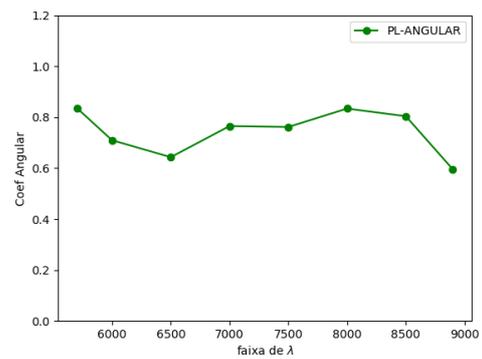
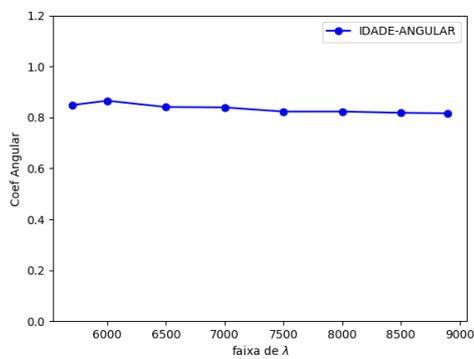
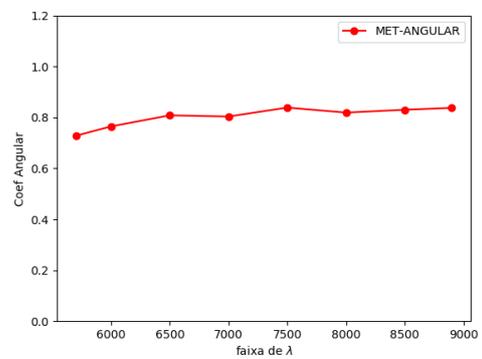


Figura B.20 – Coeficiente angular dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, com base BC03.

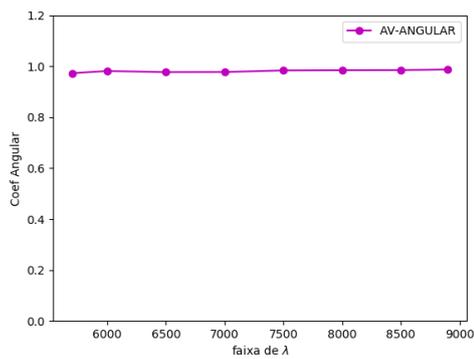
(a) Idade estelar média



(b) Metalicidade estelar média



(c)  $A_V$



(d) Lei de Potência

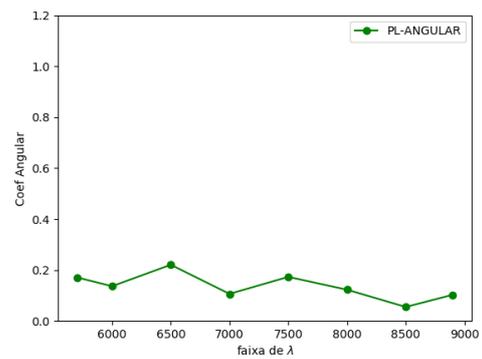
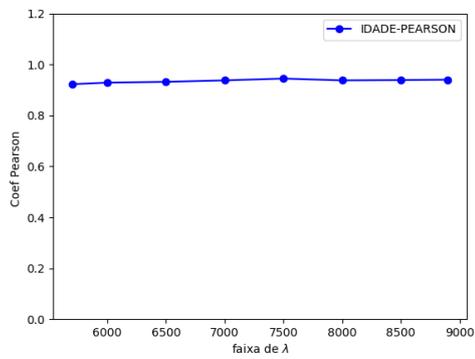
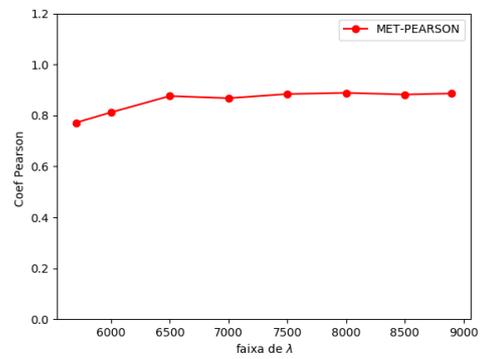


Figura B.21 – Coeficiente de Pearson dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, com base BC03.

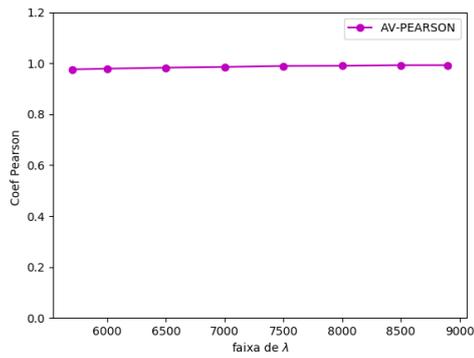
(a) Idade estelar média



(b) Metalicidade estelar média



(c)  $A_V$



(d) Lei de Potência

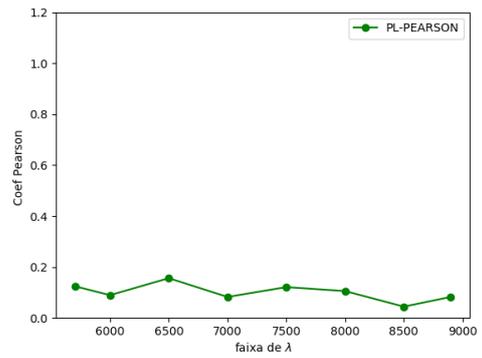
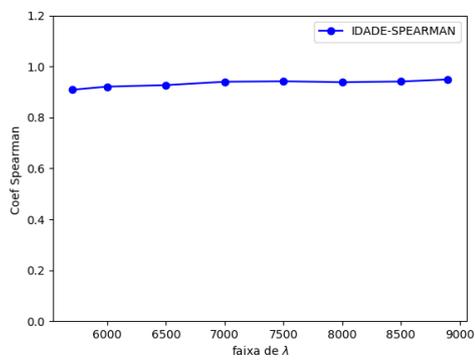
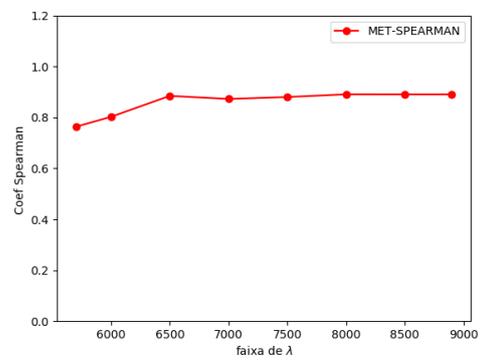


Figura B.22 – Coeficiente de Spearman dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, com base BC03.

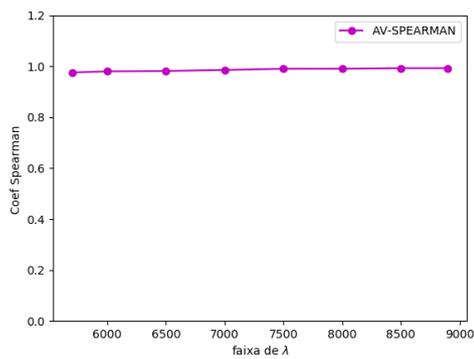
(a) Idade estelar média



(b) Metalicidade estelar média



(c)  $A_V$



(d) Lei de Potência

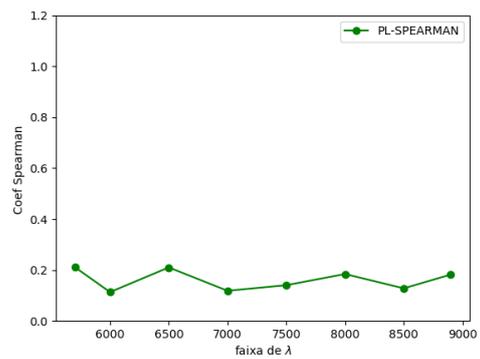
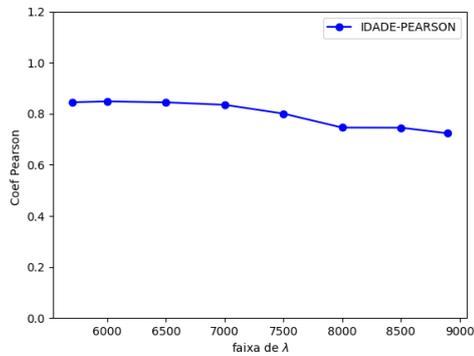
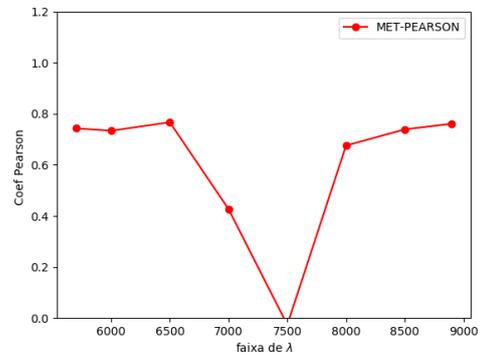


Figura B.23 – Coeficiente de Pearson dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, para bases cruzadas, sendo a base BC03 usada na síntese, e Vazdekis na criação dos espectros simulado.

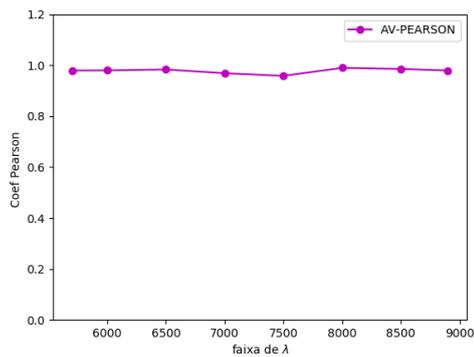
(a) Idade estelar média



(b) Metalicidade estelar média



(c)  $A_V$



(d) Lei de Potência

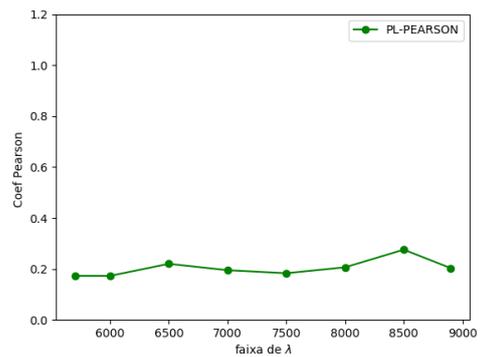
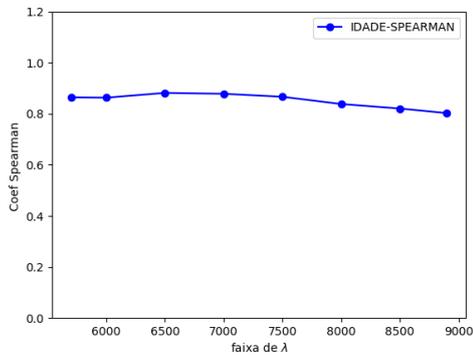
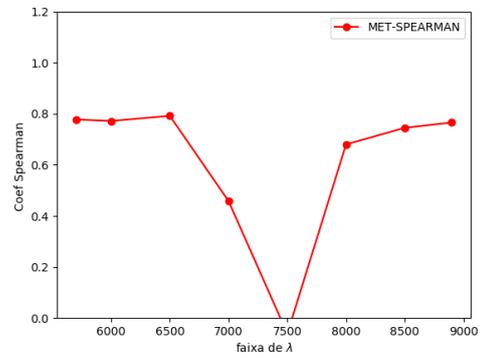


Figura B.24 – Coeficiente de Spearman dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, para bases cruzadas, sendo a base BC03 usada na síntese, e Vazdekis na criação dos espectros simulado.

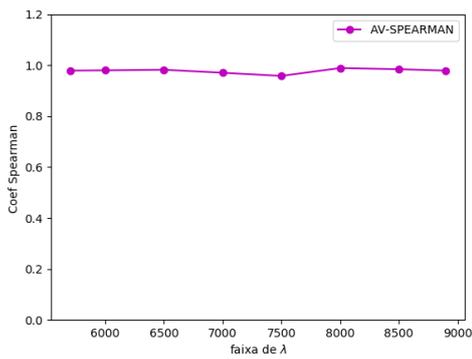
(a) Idade estelar média



(b) Metalicidade estelar média



(c)  $A_V$



(d) Lei de Potência

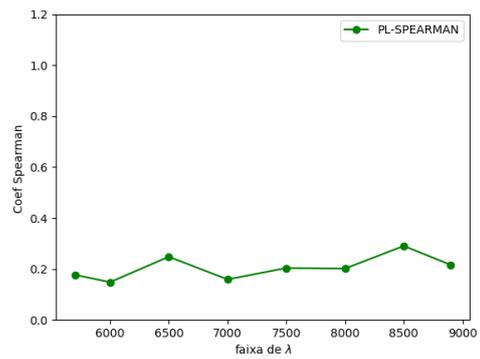
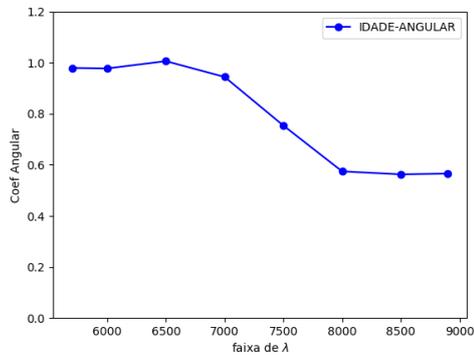
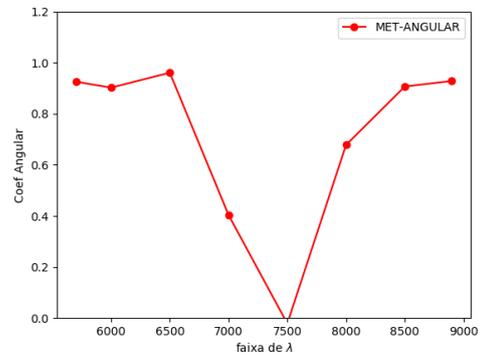


Figura B.25 – Coeficiente angular dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, para bases cruzadas, sendo a base BC03 usada na síntese, e Vazdekis na criação dos espectros simulado.

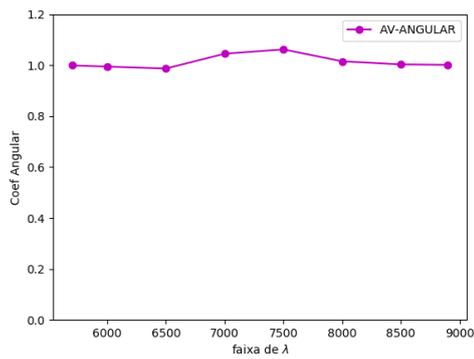
(a) Idade estelar média



(b) Metalicidade estelar média



(c)  $A_V$



(d) Lei de Potência

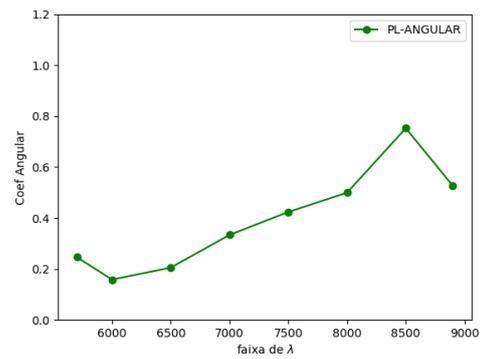
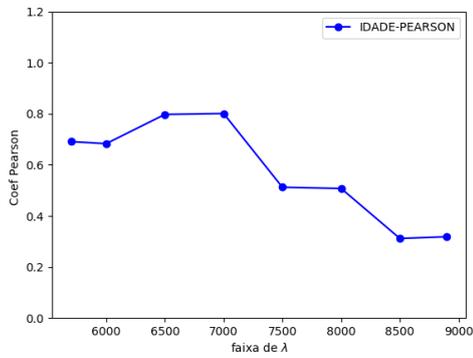
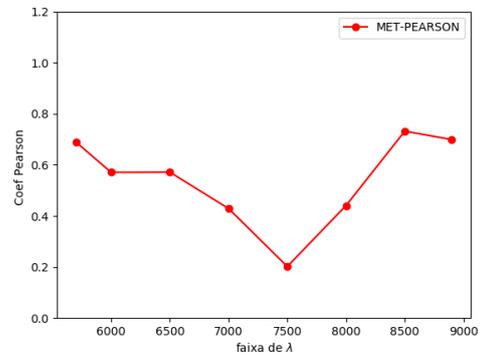


Figura B.26 – Coeficiente de Pearson dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, para bases cruzadas, sendo a base Vazdekis usada na síntese, e BC03 na criação dos espectros simulado.

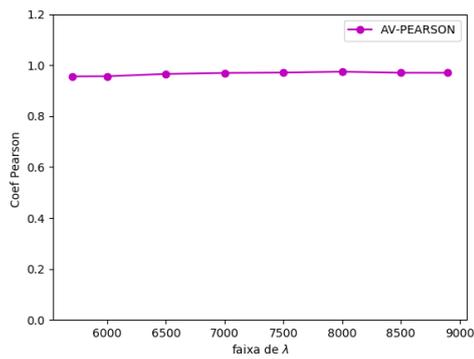
(a) Idade estelar média



(b) Metalicidade estelar média



(c)  $A_V$



(d) Lei de Potência

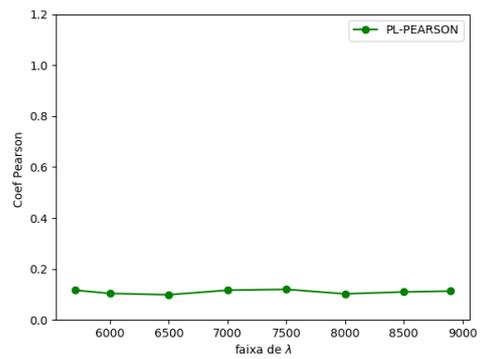
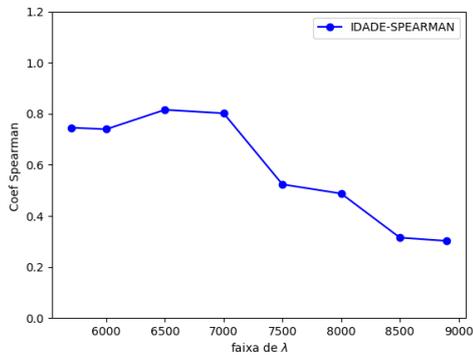
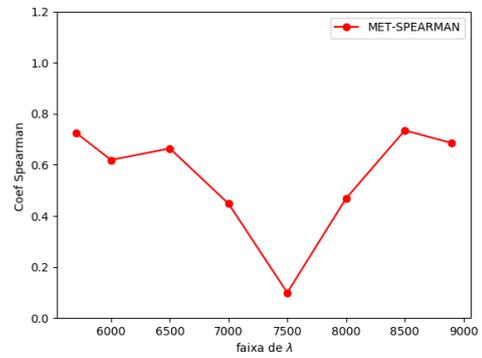


Figura B.27 – Coeficiente de Spearman dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, para bases cruzadas, sendo a base Vazdekis usada na síntese, e BC03 na criação dos espectros simulado.

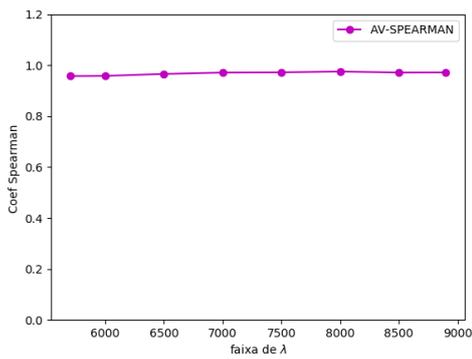
(a) Idade estelar média



(b) Metalicidade estelar média



(c)  $A_V$



(d) Lei de Potência

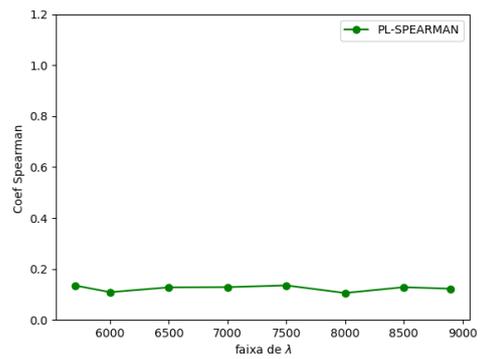
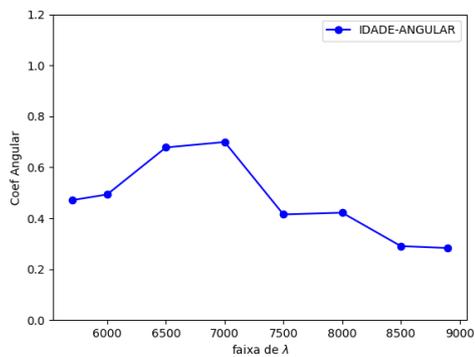
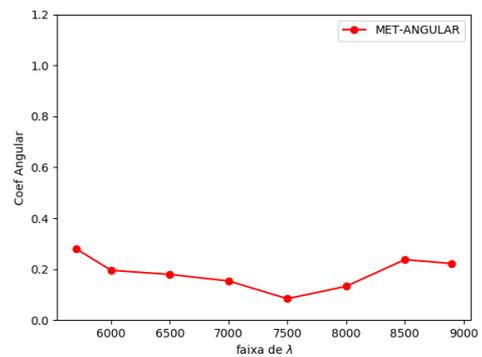


Figura B.28 – Coeficiente angular dos gráficos de idade e metalicidade estelar média, extinção e lei de potência, para diferentes faixas de comprimento de ondas, para bases cruzadas, para bases cruzadas, sendo a base Vazdekis usada na síntese, e BC03 na criação dos espectros simulado.

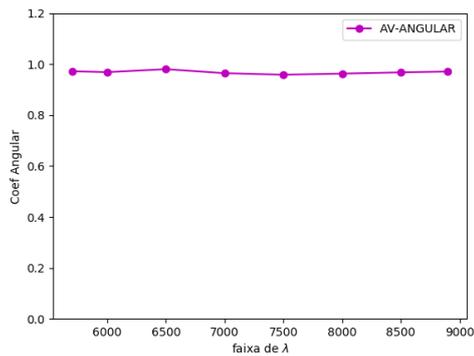
(a) Idade estelar média



(b) Metalicidade estelar médias



(c)  $A_V$



(d) Lei de Potência

