

Universidade Federal do Rio de Janeiro  
Centro de Ciências Matemáticas e da Natureza  
Observatório do Valongo

Efeito da morfologia sobre a cessação da formação estelar  
em galáxias em baixo *redshift*

Autora:  
Camila de Sá Freitas

Orientador:  
Thiago Signorini Gonçalves

**Projeto de Final de Curso para a obtenção do título de Astrônoma**

Março de 2018

*Dedico aos meus pais.  
Missão cumprida*

*“Do or do not, there is no try”*

Mestre Yoda

## *Resumo*

### **Efeito da morfologia sobre a cessação da formação estelar em galáxias em baixo redshift**

por Camila de Sá Freitas

Nesse trabalho buscamos medir escalas de tempo de cessação da formação estelar para galáxias do *green valley* de acordo com a morfologia (espirais ou elípticas) em baixos *redshifts* ( $0 < z < 0.2$ ). Utilizamos uma amostra selecionada do *Sloan Digital Sky Survey*, juntamente com a classificação morfológica do projeto cientista cidadão *Galaxy Zoo*. Aplicamos um método de medição da cessação de formação estelar que assume um histórico de formação estelar constante seguido de um decaimento exponencial e é baseado nos índices espectroscópicos baseados na quebra de  $4000 \text{ \AA}$  e na absorção de  $H\delta$ . Aqui apresentamos resultados preliminares das escalas de tempo que melhor descrevem a transição pelo *green valley* para cada morfologia e como esses resultados se comparam com outros trabalhos. Também apresentamos os próximos passos para o projeto.

## *Abstract*

### **Effect of morphology on a cessation of star formation in low redshift galaxies**

by Camila de Sá Freitas

In this work we aim to calculate the star formation quenching timescales for green valley galaxies according to the morphology (spirals or ellipticals) for low *redshifts*  $0 < z < 0.2$ . We used a selected sample from the Sloan Digital Sky Survey together with the morphological classification of the citizen scientist project, Galaxy Zoo. We apply a method to measure star formation quenching which assumes a constant stellar formation history followed by an exponential decay and is based on the spectroscopic indices based on the 4000 Å break and the  $H\delta$  absorption. Here we present preliminary results of the timescales that best describe the transition by the *green valley* for each morphology and how these results compare with other works. We also present the next steps for the project.

## *Agradecimentos*

Há quatro anos eu comecei o que se tornaria uma das melhores etapas da minha vida: ingressei na faculdade de astronomia. E isso jamais teria sido possível sem minha família e o apoio incondicional dos meus pais, que sempre me deixaram alimentar meu sonho e me ajudaram a torná-lo realidade. Enquanto eu fui crescendo e não mudava de ideia sobre a carreira que eu queria seguir, meus pais e minhas irmãs foram comigo ao Rio de Janeiro, enquanto eu ainda estava apenas no segundo ano do ensino médio, para conhecermos o Observatório do Valongo e nos informarmos sobre essa profissão que era um pouco diferente. Quando chegamos ao Valongo, a decisão para mim estava tomada: tudo que eu ouvia sobre a carreira, sobre o lugar, sobre as pessoas, me faziam querer começar imediatamente. E os meus pais sabiam disso. Então quando chegou a hora de tomar a decisão e eu fiquei com medo, eles estavam ali, me incentivando a ser quem eu sou, e eu nunca vou ser capaz de agradecê-los o suficiente por isso.

Então, mãe e pai, obrigada por terem me ensinado, não só a sonhar, mas como lutar para tornar o sonho e a felicidade realidades diárias. Isso jamais teria sido possível sem vocês e o exemplo de determinação e força que ambos sempre me deram.

Eu preciso também agradecer às minhas irmãs por me aguentarem! Lívea, Aline, Daniele, Melissa e (agora) Maria! Agradecer especialmente à Aline por ter me recebido no Rio de Janeiro enquanto eu tinha 17 anos e por ter me lembrado de escovar os dentes antes de dormir, por ter sido uma companheirona para mim, todos os dias. Até os dias que eu estava insuportável (que convenhamos né). Agradecer à Melissa por me aguentar no final da faculdade, mesmo quando eu era injusta com esse nenê de delicadeza, que eu sei que torce muito por mim. Agradecer à Dani pela evolução do nosso relacionamento, graças à esse baleio que veio só somar em nossas vidas. Agradecer por sempre terem me apoiado (e por serem irmãs unidas e babonas). E como não agradecer ao João? Que já está com a gente há mais de 10 anos! É claro que é irmão, e é claro que não poderia estar de fora! Me apoiando todos os dias que eu precisava e sempre falando o que acreditava estar certo, sendo o que eu queria ouvir ou não. Enquanto a gente vai junto, vai bem.

Também preciso agradecer a cada um da minha família. À minha avó Carmem, exemplo de determinação e força. Aos meus tios e tias: Dé, Jú, Lu, Clóvis, Ruslan, Mayre, Poly, padrinho Fabrício, madrinhas Lígia e Simone. Aos meus primos: Laura, Priscilla, Marina, Madison, Guilherme e Mariana. Letícia que veio para somar cada dia mais, ainda mais com esse pacotinho de irmã-afilhada. E agora também aos pestinhas da família: Lucca, Fernando, Júlia e Maria. Gostaria de agradecer, em especial, um grupo chamado Mulheres da Vera, que se apoia incondicionalmente à luz daquela que

sentimos falta, uma mulher forte que sempre nos ensinou independência e amor, nossa avó Vera Esperança.

Preciso agradecer ao meu namorado, Eduardo, por ter cuidado de mim nesses 4 anos, estando sempre ao meu lado, nos altos e baixos. Sempre me motivando a ser quem eu sou e brigando comigo quando eu sou teimosa demais para mudar pelo o que é melhor. Obrigada amor, por sempre enxergar coisas em mim que eu não sou capaz de enxergar sozinha. Também queria agradecer sua família por sempre me receber com amor e carinho.

Também preciso agradecer aos meus orientadores, Thiago e Karín, por terem me aconselhado e guiado nesses primeiros passos da carreira acadêmica, tanto na pesquisa quanto em escolhas diversas. Por terem acreditado, investido em mim e estarem sempre presentes. Gostaria de incluir ainda o grupo LASEX, e todos os seus participantes, por criarem um ambiente amigável e familiar, no qual consigo prosperar como uma nova pesquisadora de forma segura.

Gostaria de agradecer aos meus amigos de infância: Ramilee, Rani, Pedro, Ericks, Milton, Sara, Juliana, Rudá, Malu e Carmem. Que mesmo longe, nossa amizade continua no meu coração e é sempre mágico e prazeroso encontrar vocês. Amo vocês demais e espero tê-los comigo para o resto da minha vida.

A faculdade pode ser um ambiente extremamente hostil e difícil de lidar, mas quando você encontra as pessoas certas, tudo pode virar um grande rolê (mesmo quando eu durmo neles). Então eu também gostaria de agradecer aos amigos que fiz durante a faculdade: Geisa, Diego, Carlyne, Felipe, Yanna, Aline, Ana, Pedrito, Stepha, Natália, Maria, Douglas (+Walner e Alex), Ari, Migon, Bea, Mumu, Ellen, Matheus, João, Alexandre, Alice, Valentina, Luidhy, Karol, Bruni (e qualquer um que por um acaso eu tenha esquecido de citar aqui, mas que continua sendo de extrema importância). Cada um de vocês, em uma forma única e especial, me ensinou algo em algum momento da graduação. Todos vocês ajudaram para o meu crescimento, pessoal e profissional, e eu serei eternamente grata por terem tornado esses 4 anos tão bons!

Aproveitando, gostaria de agradecer aos professores do Valongo que passaram por mim, colaborando com o meu conhecimento e crescimento intelectual de maneiras diversas (em especial àqueles que participaram do programa Jovens Talentos, me ajudando a escolher uma área de pesquisa): Paulo, Marcelo Assafin, Carlos Rabaça, Vladimir Suarez, Thiago, Denise, Gustavo Mello, Adrián, Diana, Gustavo Bragança, Wagner, Walter e Luan.

Gostaria de agradecer aos amigos que fiz na física durante esse último período, por terem me ajudado a passar pela loucura de 7 matérias e terem sido um apoio diário muito

importante para mim: Larissa Inácio, Larissa Helena, Marianna Dobal, Vicente Aguiar e Caio Leal. Gostaria de incluir os meus dois últimos professores da física, Carlos Farina e Paulo Américo Maia Neto, por serem professores tão bons que claramente gostam de ver os alunos prosperarem e evoluírem, por serem muito disponíveis e compreensíveis com o meu quadro de matérias.

Por último, mas não menos importante, gostaria de fazer um agradecimento especial à Ellen e à Heidy por terem me ajudado no resgate de uma gatinha muito feliz, que cruzou meu caminho em uma época não muito tranquila de terminar o texto do meu TCC. Ajudaram muito meninas!

Do fundo do meu coração, eu gostaria de agradecer absolutamente todas as pessoas que ajudaram de qualquer forma indireta eu conquistar mais essa etapa! Espero que nos próximos trabalhos eu consiga ser mais sucinta nos agradecimentos, mas é difícil pedir muita razão pra quem está à base de café, À meia noite do último dia do prazo de entrega :)

# Sumário

Resumo	iv
Abstract	v
Agradecimentos	vi
Sumário	ix
Lista de figuras	xi
Lista de tabelas	xiii
Abreviações	xv
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
<b>2 Metodologia</b>	<b>11</b>
2.1 Dados . . . . .	11
2.1.1 Amostra Sloan Digital Sky Survey . . . . .	11
2.1.2 Galaxy Zoo . . . . .	12
2.2 Correção por Vermelhamento . . . . .	16
2.3 Históricos de Formação Estelar - SFH . . . . .	19
2.4 Medições do índice $\gamma$ . . . . .	22
<b>3 Resultados</b>	<b>25</b>
3.1 Resultados Parciais . . . . .	25
3.2 Perspectivas . . . . .	29
<b>Referências Bibliográficas</b>	<b>33</b>



# Lista de Figuras

1.1	Esquema de classificação de Hubble-Sandage (Sandage, 1961 - 1995) . . .	1
1.2	Figura 27 do artigo Nair and Abraham (2010)... . . . . .	2
1.3	Figura 1 do artigo Roberts and Haynes (1994a) da amostra... . . . . .	3
1.4	Amostra do <i>Sloan Digital Sky Survey</i> ... . . . . .	3
1.5	Figura 4 do artigo Schawinski et al. (2014)... . . . . .	4
1.6	Processos de evolução de galáxias atualizados... . . . . .	6
2.1	Distribuição da magnitude absoluta por redshift... . . . . .	11
2.2	Projeção no céu da amostra do SDSS, com aproximadamente 305.00 objetos.	12
2.3	Tabela 1 do artigo Lintott et al. (2010), onde temos as 6 classificações possíveis para um objeto, com símbolos esquemáticos. . . . .	13
2.4	Figura 5 do artigo Lintott et al. (2010)... . . . . .	14
2.5	Amostra final de aproximadamente 59.000 galáxias... . . . . .	14
2.6	Tabela 2 do artigo Lintott et al. (2010), com a classificação... . . . . .	15
2.7	Fração de $H\alpha$ e $H\beta$ para galáxias da amostra total. Linhas tracejadas indicam o valor teórico esperado de 2.88. . . . .	16
2.9	Distribuição da cor NUV - r para galáxias espirais e elípticas... . . . . .	17
2.8	Diagramas cor-magnitude para as galáxias espirais e elípticas... . . . . .	18
2.10	Diferentes modelos de SFH para valores de $\gamma$ de 0.5, 1.0, 2.0, 5.0 e 20.0 $\text{Gyr}^{-1}$ de acordo com a equação 2.4. . . . .	19
2.11	Dois exemplos de galáxias da amostra ilustrando a determinação dos índices espectrais... . . . . .	20
2.12	Evolução temporal dos índices $D_n(4000)$ e $H\delta_A$ e da cor $NUV - r$ ... . . . . .	22
2.13	Diferentes planos de $D_n(4000)$ vs. $H\delta_A$ para os 5 modelos de SFH da Figura 2.10. . . . .	22
2.14	Figura 3 do artigo de Nogueira-Cavalcante et al. (2018). As linhas colo- ridas... . . . . .	23
3.1	Distribuições dos valores de $H\delta_A$ e $D_n(4000)$ para as amostras de galáxias elípticas e de galáxias espirais do <i>green valley</i> . . . . .	25
3.2	Amostras de galáxias espirais e elípticas com divisões de faixas de cor na região do <i>green valley</i> . . . . .	27
3.3	Figura 3 do artigo Mannucci et al. (2005), demonstrando a distribuição de massa por tipo morfológico. Pode-se ver que as galáxias mais massivas são de tipo anterior. . . . .	28
3.4	Distribuições da amostra das espirais e elípticas do <i>green valley</i> . . . . .	29
3.5	Figura 4a do artigo Martin et al. (2017). . . . .	30
3.6	Figura 14a do artigo Martin et al. (2017). . . . .	32



# Lista de Tabelas

1.1	Tabela 1 do artigo Nogueira-Cavalcante et al. (2018)...	5
1.2	Tabela com diferentes sistemas de classificação ...	8
1.3	Primeira linha é referente ao tipo T...	9
3.1	Valores médios dos índices $H\delta_A$ e $D_n(4000)$ para as galáxias elípticas e espirais do <i>green valley</i> .	26
3.2	Valores médios dos índices $H\delta_A$ e $D_n(4000)$ para as galáxias elípticas e espirais do <i>green valley</i> para diferentes valores de $\langle NUV - r \rangle$ .	27



# Abreviações

- SFH** Star Formation **H**istory (Histórico de Formação Estelar)  
**SFR** Star Formation **R**ate (Taxa de Formação Estelar)  
**sSFR** Specific Star Formation **R**ate (Taxa específica de Formação Estelar)  
**SFA** Star Formation **A**cceleration (Aceleração da Formação Estelar)



# Capítulo 1

## Introdução

Desde o Grande Debate de Curtis e Shapley, em 1920, e a posterior definição da natureza extragaláctica dos objetos até então chamados de “nebulosas espirais”, houve um grande esforço para classificá-los e compreendê-los. Edwin Hubble, que foi responsável pela resposta final do debate através das observações de variáveis Cefeidas de outras galáxias (Hubble, 1925), foi também o primeiro a criar um sistema de classificação morfológica (Hubble, 1927). Em sua classificação original existiam dois grupos principais: *Late-type*, que consistia de galáxias espirais barradas ou não barradas e *Early-type*, que consistia de galáxias elípticas e lenticulares (Figura 1.1). Apesar dos nomes, Hubble afirmava que não existia a intenção em determinar um sentido evolutivo para a morfologia das galáxias (Hubble, 1927).

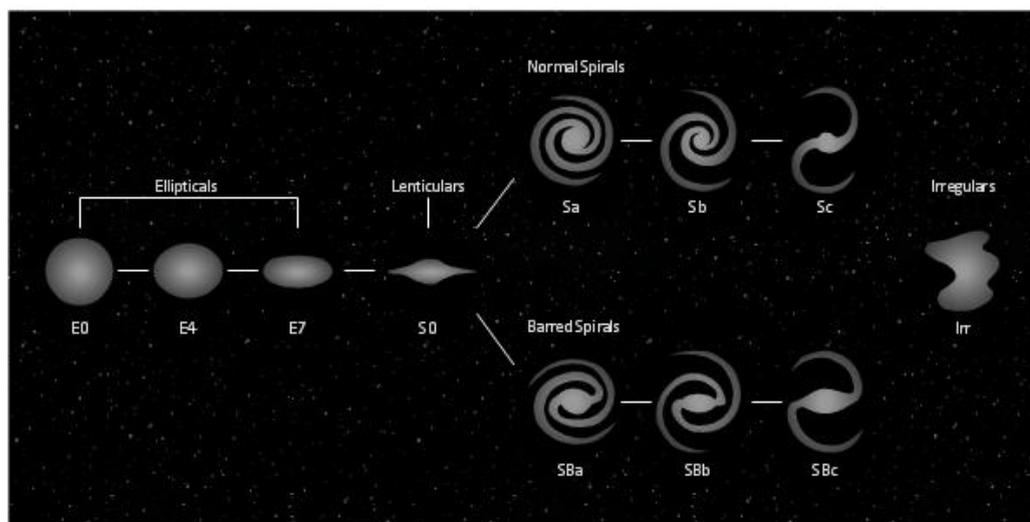


FIGURA 1.1: Esquema de classificação de Hubble-Sandage (Sandage, 1961 - 1995)

Após Hubble, muitos outros buscaram formas de classificar as galáxias segundo a sua morfologia. Podemos ver na tabela 1.2 alguns critérios que foram levados em consideração para diferentes sistemas: *Hubble - Sandage* (Sandage, 1961 - 1995); *De Vaucouleurs* (De Vaucouleurs, 1959); *Yerkes* (Morgan, 1958 - 1970); *DDO* (van den Bergh, 1960 - 1976). Além desses sistemas, De Vaucouleurs (1959) introduziu uma quantificação do tipo morfológico, conhecido como o índice do estágio de Hubble (tipo T, tabela 1.3).

Mesmo com as diferenças de cada sistema, todas as classificações possuem algo em comum: possuem critérios que levam em conta estruturas e morfologias, ou seja, não necessariamente levam em conta propriedades físicas das galáxias. Apesar disso, estudos mostram que existem diversas correlações entre o tipo morfológico e algumas propriedades físicas. (Roberts and Haynes, 1994a - 1994b; Blanton and Moustakas, 2009; Nair and Abraham, 2010, entre outros), como podemos ver no exemplo da Figura 1.2.

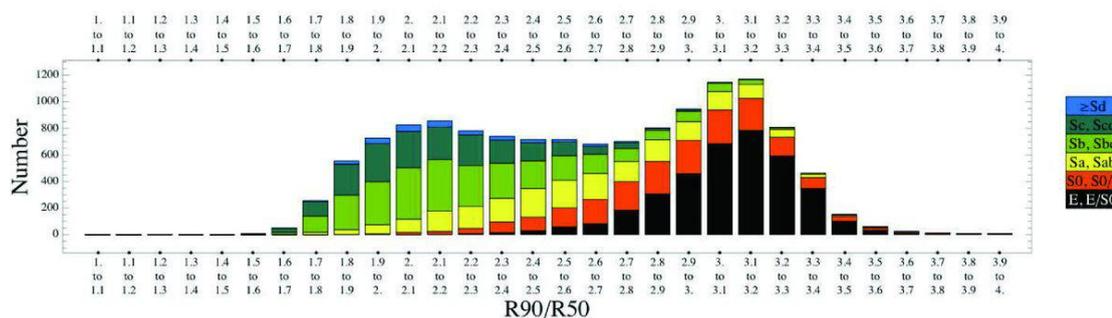


FIGURA 1.2: Figura 27 do artigo Nair and Abraham (2010), que mostra a concentração de luz ( $R_{90}/R_{50}$ ) para diferentes tipos morfológicos. Como podemos ver de acordo com a legenda do lado direito, galáxias early-type (barras pretas e vermelhas) possuem maiores concentrações de luz que galáxias late-type (barras verde claro e verde escuro).

Dentre as diferentes propriedades físicas que podemos relacionar com os tipos morfológicos (metalicidade, massa total, presença de poeira, taxa de formação estelar, etc), uma das mais óbvias é a cor, sendo galáxias elípticas predominantemente vermelhas, e galáxias espirais predominantemente azuis (Figura 1.3). Hoje sabemos que a cor da galáxia está associada com a população e taxa de formação estelar: galáxias azuis normalmente possuem uma população estelar mais jovem que galáxias vermelhas (e.g., Kauffmann et al., 2003). Assim, as galáxias evoluem em cor do azul para o vermelho, indicando que, de alguma forma, as galáxias podem também evoluir de espirais para elípticas.

Esta evolução de cor pode ser visualizada em um diagrama de cor-magnitude, com uma já conhecida bimodalidade, tanto para baixos *redshifts* quanto para intermediários (e.g., Baldry et al., 2004; Willmer et al., 2006): a distribuição de uma amostra no diagrama apresenta dois picos de cor, a nuvem azul (*blue cloud*), de galáxias jovens com alta taxa de formação estelar, e a sequência vermelha (*red sequence*), com galáxias já evoluídas e menores taxas de formação estelar (Figura 1.4). Entre elas, existe o que ficou denominado como o *green valley* (e.g., Wyder et al., 2007; Martin et al., 2007; Gonçalves et al., 2012; Nogueira-Cavalcante et al., 2018). Considerando que as galáxias, ao deixarem de formar estrelas, evoluem de cores azuis para vermelhas, levanta-se a questão do porquê essa transição não é homogênea, e sim existe um mínimo, indicando que a cessação da formação estelar ocorre de forma rápida.

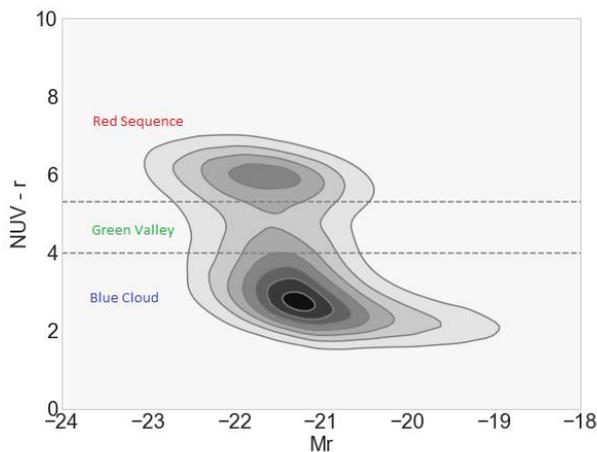


FIGURA 1.4: Amostra do *Sloan Digital Sky Survey*, desse trabalho, com aproximadamente 300.000 galáxias, com  $0 < z < 0.2$

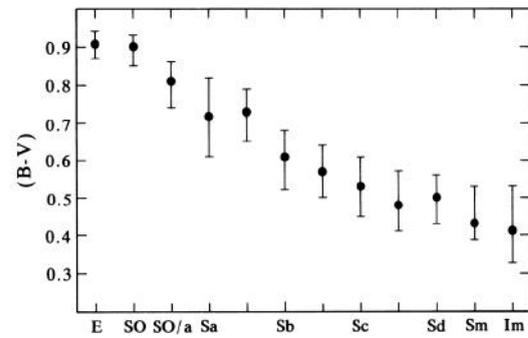


FIGURA 1.3: Figura 1 do artigo Roberts and Haynes (1994a) da amostra que galáxias que estão tanto no catálogo UGC quanto no RG3, onde B-V está corrigida e os pontos são os valores médios para cada tipo morfológico.

Diversos trabalhos buscam explicar o motivo dessa evolução ocorrer de forma rápida. A possibilidade de que ventos de supernovas fossem os responsáveis pela expulsão dos gases necessários para formação estelar foi levantada por Menci et al. (2005). Por outro lado, Di Matteo et al. (2005) encontraram uma explicação através de uma simulação hidrodinâmica de um *major merger* demonstrando

que, após uma breve alta na taxa de formação estelar, o buraco negro do remanescente produz fortes ventos de *outflow* que rapidamente cessam a formação estelar. Essa hipótese foi apoiada por observações de Martin et al. (2007), Nandra et al. (2007) e Schawinski et al. (2009), que encontraram um grande número de AGN nos objetos presentes no *green valley*, concluindo que, de alguma forma, o *feedback* desses objetos pode ser responsáveis pela cessação de formação estelar nas galáxias. Em contrapartida, a fração de *mergers* no *green valley* é muito baixa, como apontado em Mendez et al. (2011). Por fim, concluiu-se que processos externos ou evolução secular são fatores dominantes no processo de cessação de formação estelar (e.g., Schawinski et al., 2014, para *redshifts* pequenos ( $0 < z < 0.05$ ); Nogueira-Cavalcante et al., 2018 para *redshifts* intermediários ( $0.5 < z < 1.0$ )).

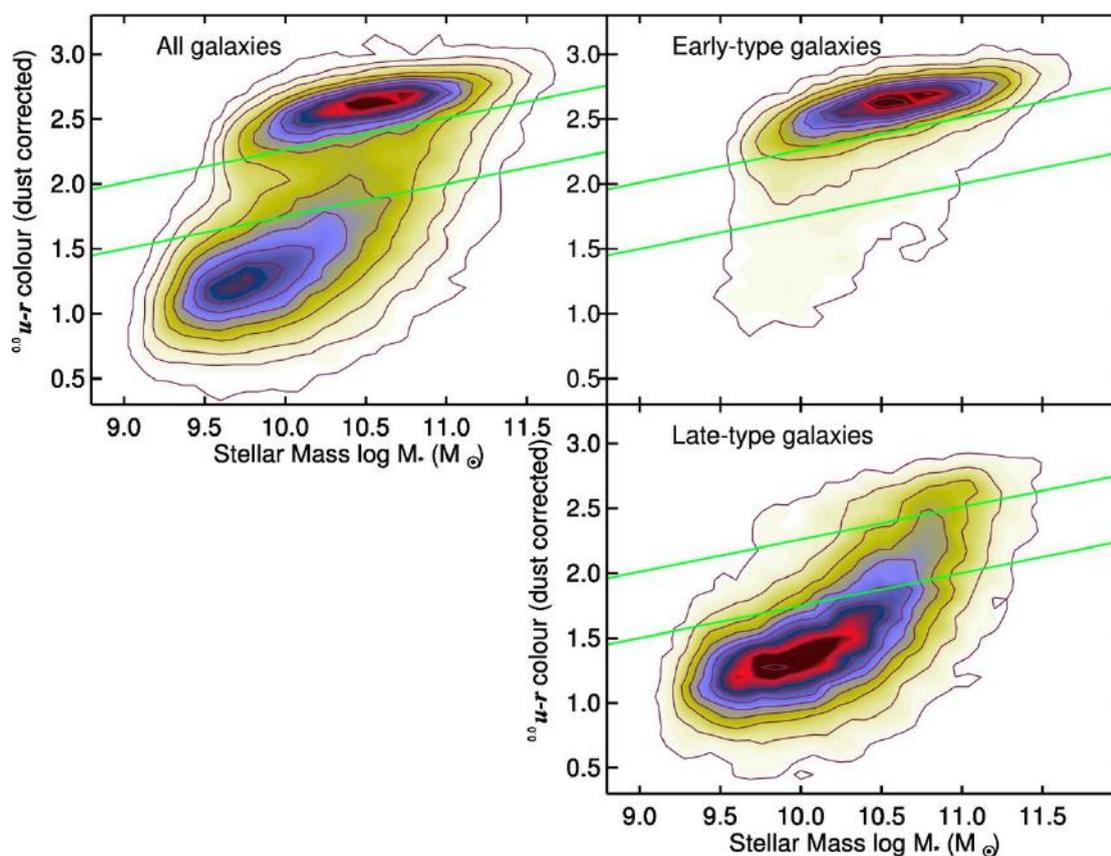


FIGURA 1.5: Figura 4 do artigo Schawinski et al. (2014), onde temos o diagrama cor-magnitude corrigido para o avermelhamento devido à poeira. Do lado direito, acima, temos apenas a amostra de galáxias *early-type*, abaixo temos a amostra de galáxias *late-type* (as classificações vieram do *Galaxy Zoo project*, com 80% de confiabilidade).

Além dos citados, existem diferentes processos que podem ocorrer durante a vida de uma galáxia. Como podemos ver na Figura 1.6, esses processos podem ser separados

Tipo de Galáxia	Número de galáxias	$\langle \text{NUV} - r \rangle$	$\gamma$ [ $\text{Gyr}^{-1}$ ]
Espirais sem barra	94	$3.5 \pm 0.45$	$4.17 \pm 0.37$
Espirais 'fortemente' barradas	15	$3.4 \pm 0.35$	$1.7 \pm 0.24$
Espirais 'fracamente' barradas	11	$3.4 \pm 0.23$	$4.79 \pm 0.75$
Espirais	120	$3.5 \pm 0.42$	$3.66 \pm 0.2$
Elípticas	108	$4.0 \pm 0.35$	$6.08 \pm 0.49$
Irregulares	48	$3.4 \pm 0.30$	$8.97 \pm 1.73$
Em fusão	20	$3.7 \pm 0.50$	$20.43 \pm 3.64$

TABELA 1.1: Tabela 1 do artigo Nogueira-Cavalcante et al. (2018) (traduzida) com os valores de  $\gamma$  para cada tipo de galáxia. Podemos ver que galáxias espirais possuem menores valores de  $\gamma$  que galáxias elípticas. Como será explicado na Seção 2.3, maiores valores de  $\gamma$  indicam uma cessação na taxa de formação estelar mais abrupta.

entre internos ou externos e lentos ou rápidos. Muitos desses mecanismos foram propostos como responsáveis pela bimodalidade do diagrama cor-magnitude (Figura 1.4) como pressão de arraste, estrangulamento, interações entre galáxias, assédio galáctico, fusões, interações da galáxia com o aglomerado (Boselli and Gavazzi, 2014), cessação devido ao halo (Birnboim and Dekel, 2003), *feedback* de AGNs (Fabian, 2012), *feedback* estelar (Hopkins et al., 2014) e processos seculares (Sheth et al., 2005; Fang et al., 2013; Schawinski et al., 2014; Bluck et al., 2014; Nogueira-Cavalcante et al., 2018).

Estudos mais recentes apontam que a transição pelo *green valley* não ocorre da mesma forma para diferentes morfologias (Figura 1.5; e.g., Schawinski et al., 2014; Nogueira-Cavalcante et al., 2018; Bremer et al., 2018). De fato, como encontrado em Schawinski et al. (2014), para galáxias de baixo *redshift*, e em Nogueira-Cavalcante et al. (2018), para galáxias em *redshifts* intermediários, espera-se que, da amostra do *green valley*, galáxias elípticas apresentem uma cessação de formação estelar mais violenta que galáxias espirais (tabela 1.1). Em um processo agressivo, como um *major merger* entre duas galáxias espirais ricas em gás, o *feedback* negativo, tanto de AGN quanto de estrelas, expulsa o gás do objeto recém-formado, destruindo o reservatório de gás quase instantaneamente, impossibilitando a formação de novas estrelas (Schawinski et al., 2014). Esse processo, por exemplo, explica não só a ausência de formação estelar em galáxias elípticas, mas também sua morfologia e sua população estelar característica.

Nesse trabalho, nos interessa entender como os processos citados podem levar à cessação da formação estelar e como eles podem estar relacionados com as transformações

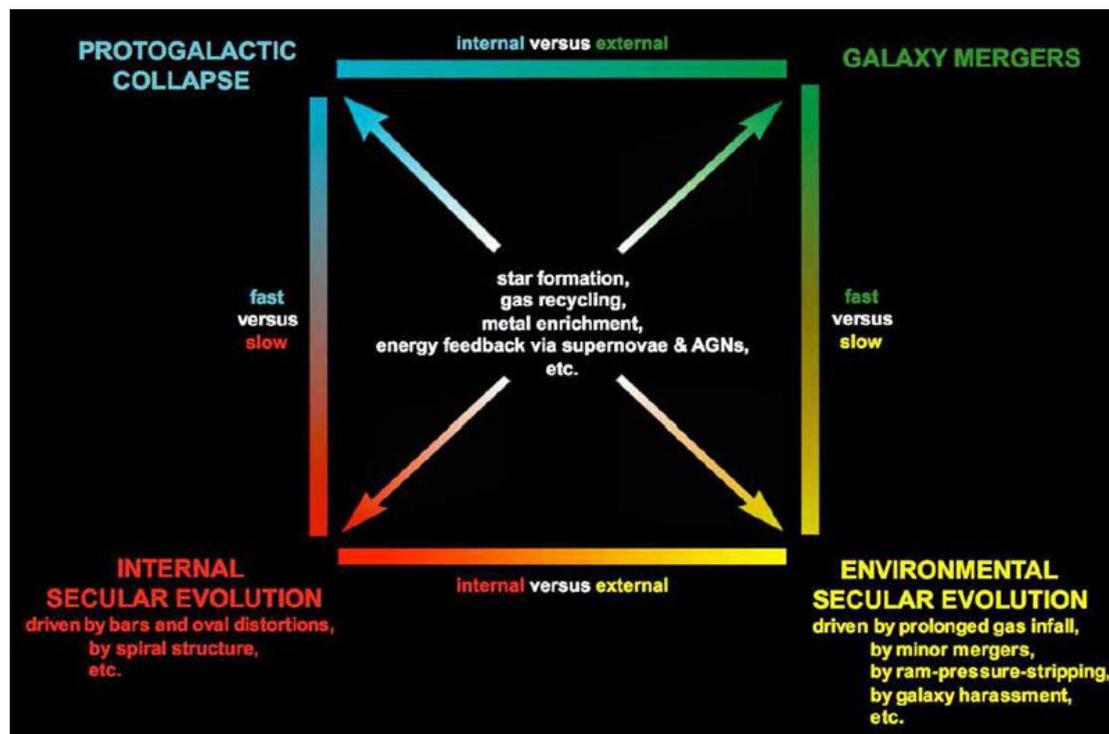


FIGURA 1.6: Processos de evolução de galáxias atualizados de Kormendy (982b) e de Kormendy and Kennicutt Jr (2004). Os processos são divididos verticalmente em rápido (superior) e lento (inferior) e horizontalmente em interno (esquerda) e conduzidos por efeitos ambientais (direita). Os processos no centro são aspectos de todos os tipos de evolução da galáxia.

morfológicas e evolução da população. Para isso, reproduziremos a metodologia apresentada em Martin et al. (2007), utilizada em Gonçalves et al. (2012) e Nogueira-Cavalcante et al. (2018). Iremos medir as diferentes formas de cessações de formação estelar de acordo com a morfologia, em baixos *redshifts*. Dessa forma, poderemos comparar nossos resultados com os resultados de outros trabalhos do universo local (Schawinski et al., 2014) porém, utilizando uma metodologia baseada tanto em índices fotométricos quanto em índices espectroscópicos. Também poderemos comparar os nossos resultados com trabalhos de redshift intermediário (Nogueira-Cavalcante et al., 2018) que aplicaram a mesma metodologia, estudando como os valores da escala de tempo para cada morfologia evoluem com o tempo cosmológico.

Utilizamos uma amostra do *Sloan Digital Sky Survey* junto da classificação morfológica do *Galaxy Zoo Project*, como explicado na Seção 2. Na Seção 3 explicitaremos nossos resultados até o momento, como eles se comparam com outros trabalhos e quais

serão os próximos passos para esse projeto.

---

<sup>1</sup>Sandage, 1961 - 1995

<sup>2</sup>De Vaucouleurs, 1959

<sup>3</sup>Morgan, 1958 - 1970

<sup>4</sup>van den Bergh, 1960 - 1976

Sistema	Principais critérios	Símbolos	Exemplos
Hubble - Sandage <sup>1</sup>	Presença de barra	E, S0, SB, Irr	M87 = E1
	Abertura do braço / Razão disco - bojo	a, b, c	M31 = Sb
	Nível de resolução dos braços		M101 = Sc LMC = Irr I
De Vaucouleurs <sup>2</sup>	Presença de barra	E, S0, S, SA, SB, I	M87 = E1P
	Abertura do braço / Razão disco - bojo	a, b, c, d, m	M31 = SA(s)b
	Anel / Estrutura 's'	(r), (s)	M101 = SAB(rs)cd LMC = SB(s)c
Yerkes <sup>3</sup>	Concentração central da luz	k, g, f, a	M87 = kE1
	Presença de barra / suavidade	E, R, D, S, B, I	M31 = kS5
			M101 = fS1 LMC = aff2
DDO <sup>4</sup>	Metalicidade das estrelas jovens do disco	E, S0, A, S, Ir	M87 = E1
	Presença de barra	B	M31 = Sb I-II
	Concentração central da luz	a, b, c	M101 = Sc I
	Qualidade e tamanho dos braços	I, II, III, IV, V	LMC = Ir III-IV

TABELA 1.2: Tabela com diferentes sistemas de classificação (Hubble - Sandage<sup>1</sup>, De Vaucouleurs<sup>2</sup>, Yerkes<sup>3</sup>, DDO<sup>4</sup>), os principais critérios de cada sistema, os símbolos referentes à cada critério e exemplos de 4 galáxias e como essas são classificadas para dado sistema.

tipo T	-5	-4	-3	-2	-1	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10
De Vaucoulers	E	E <sup>+</sup>	S0 <sup>-</sup>	S0 <sup>0</sup>	S0 <sup>+</sup>	S0/a	Sa	Sab	Sb	Sbc	Sc	Scd	Sd	Sdm	Sm	Im
Hubble	E			S0		S0/a	Sa	Sa - b	Sb	Sb - c	Sc	Sc		Sc - Irr	Irr I	

TABELA 1.3: Primeira linha é referente ao tipo T, introduzido por De Vaucoulers (1959), que varia de -5 à 10. Segunda e terceira linhas são as correspondências de classificação nos sistemas de de Vaucoulers e Hubble, respectivamente. Como podemos concluir, a classificação de de Vaucoulers é mais contínua que a classificação de Hubble



## Capítulo 2

# Metodologia

### 2.1 Dados

Utilizamos dados fotométricos e espectroscópicos do *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS), dados fotométricos do *Galaxy Evolution Explorer* (GALEX) e dados de classificação morfológica do *Galaxy Zoo*, que vamos detalhar nas seções a seguir.

#### 2.1.1 Amostra Sloan Digital Sky Survey

O *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) foi responsável pelo mapa tridimensional mais detalhado do Universo, cobrindo um terço do céu, sendo um dos *surveys* mais bem sucedidos da história da astronomia. Começou a operar regularmente em 2000, progredindo por diferentes fases: SDSS-I (2000-2005), SDSS-II (2005-2008), SDSS-III (2008-2014), and SDSS-IV (2014-) <sup>1</sup>.

A nossa amostra principal para esse projeto é proveniente do SDSS-III, de onde utilizamos os *Data Releases* 7 e 12, por terem uma comunicação direta com o Galaxy Zoo (Lintott

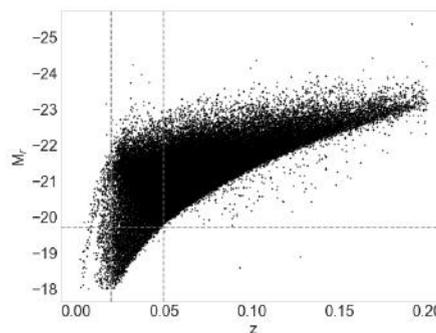


FIGURA 2.1: Distribuição da magnitude absoluta por redshift para nossa amostra, explicitando o Malmquist bias. Linhas tracejadas indicam os cortes feitos por Schawinski et al. (2014) que serão feitos no futuro para garantir completeza da amostra.

<sup>1</sup><http://www.sdss.org>

et al., 2010). Através de uma *query*, selecionamos aproximadamente 305.000 objetos classificados como galáxias (pelo próprio SDSS) com informações das magnitudes aparente e absoluta da banda r ( $m_r$  e  $M_r$ , respectivamente), sendo a magnitude aparente corrigida para extinção da nossa galáxia. Além disso, também obtivemos a informação do *redshift* espectroscópico e os fluxos das linhas de  $H\alpha$  e  $H\beta$ , utilizadas para correção do avermelhamento, que explicaremos na Seção 2.2.

Determinamos uma magnitude absoluta de corte de  $M_r < -18$  e, como nosso objetivo é estudar a evolução morfológica das galáxias no Universo Local, nosso *redshift* varia entre 0 e 0.2. Podemos ver que nossa amostra não está completa devido ao viés de Malmquist, como podemos ver na Figura 2.1, o que pode influenciar nos nossos resultados. Os limites corretos serão aplicados posteriormente.

Por último, através do *SDSS Query / CasJobs*, podemos também acessar os dados do *GALEX* sobre a magnitude absoluta no ultra violeta próximo (NUV, em inglês) dos nossos objetos. Temos a projeção de nossa amostra no céu na Figura 2.2.

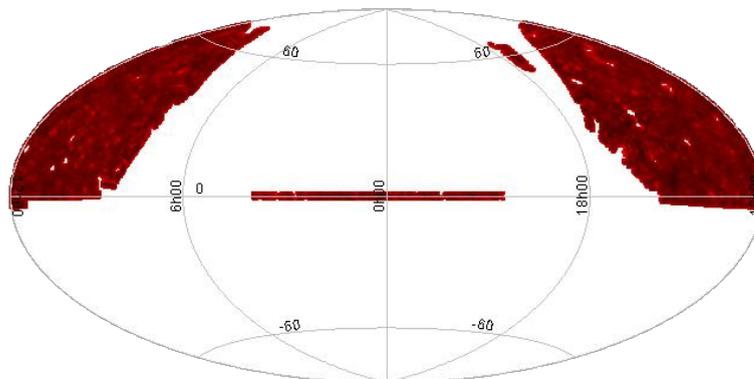


FIGURA 2.2: Projeção no céu da amostra do SDSS, com aproximadamente 305.000 objetos.

### 2.1.2 Galaxy Zoo

*Galaxy Zoo* é o maior projeto de ciência cidadã que já existiu, além de ter o maior número de publicações com base na contribuição dos cientistas cidadãos. Começando em julho de 2007 com milhões de imagens fornecidas pelo SDSS, em apenas 24 horas de lançamento, o projeto recebeu uma taxa média de 70 mil classificações por hora. No

final do primeiro ano, *Galaxy Zoo* tinha recebido mais de 50 milhões de classificações com a contribuição de mais de 150 mil civis.

Como cada pessoa pode classificar a morfologia de uma galáxia de forma diferente (exemplos de classificação na Figura 2.3), muitos participantes diferentes classificam a mesma galáxia. Isso é importante pois com múltiplas classificações diferentes para o mesmo objeto, é possível avaliar a qualidade dos resultados. Por exemplo, em um projeto que necessita de poucas galáxias, mas com certeza de que estas são espirais, pode-se usar os objetos que possuem 100% na confiabilidade de sua classificação<sup>2</sup>. Hoje, é possível acessar as classificações resultante de aproximadamente 900.000 galáxias do projeto na página <https://data.galaxyzoo.org>, onde estão disponíveis tabelas com diferentes níveis de confiabilidade da classificação do objeto.

Class	Button	Description
1		Elliptical galaxy
2		Clockwise/Z-wise spiral galaxy
3		Anti-clockwise/S-wise spiral galaxy
4		Spiral galaxy other (e.g. edge on)
5		Star or Don't Know (e.g. artefact)
6		Merger

FIGURA 2.3: Tabela 1 do artigo Lintott et al. (2010), onde temos as 6 classificações possíveis para um objeto, com símbolos esquemáticos.

Vale ressaltar que a confiabilidade da classificação não depende apenas do percentual de concordância dos votos (Bamford et al., 2009). Em Bamford et al. (2009) podemos ver as limitações relacionadas com a confiança da classificação e também uma abordagem para retirar um viés na mesma. A técnica utilizada reconhece que, embora as galáxias pequenas, fracas ou distantes provavelmente aparecem como elípticas e, portanto, serão classificadas como tais com um alto grau de concordância, muitos desses sistemas provavelmente serão espirais cujos braços não são claramente visíveis nas imagens SDSS.

Como demonstrado no estudo de evolução na função de luminosidade das galáxias de Faber et al. (2007), desde  $z = 1$ , houve um aumento de  $\sim 2$  na proporção entre galáxias vermelhas e azuis. Entretanto, não tem como saber se a evolução ocorreu apenas em um período, então assume-se que a evolução foi gradual (Bamford et al., 2009). Resumidamente, a técnica consiste em separar as galáxias em pequenos *bins* de massa e *redshift* e assumir que não existe evolução da população nos mesmos, ou seja,

<sup>2</sup><https://www.galaxyzoo.org>

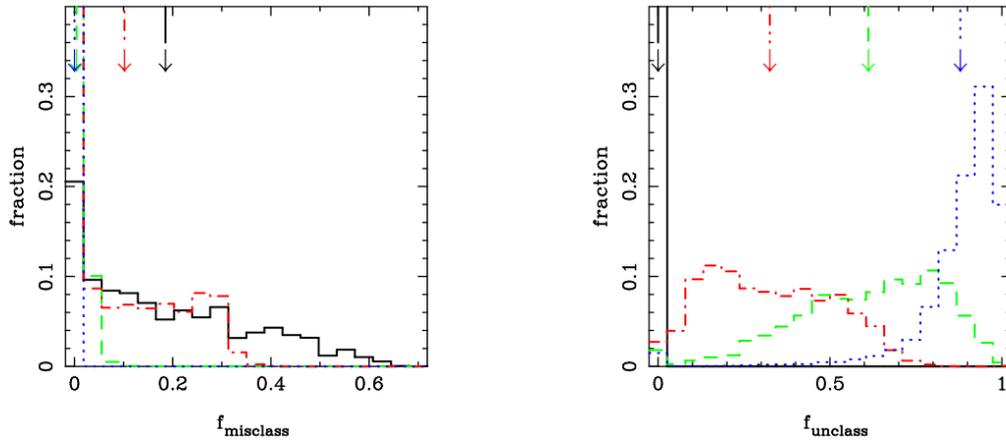


FIGURA 2.4: Figura 5 do artigo Lintott et al. (2010). Fração de galáxias mal classificadas (**esquerda**) e fração de galáxias não classificadas (**direita**) para amostras de 'greater' (critério acima de 50%; linha preta sólida), 'cleanish' (critério acima de 60%; linha vermelha ponto-tracejada), 'clean' (critério acima de 80%; linha verde tracejada) e 'superclean' (critério acima de 95%; linha azul pontilhada). Fica claro que a medida que o critério se torna mais restrito, a fração de galáxias mal classificadas diminui, mas a fração de galáxias não classificadas aumenta. As setas representam o valor médio de cada distribuição de acordo com a cor.

a proporção entre elípticas e espirais é constante dentro de cada bin. Então, para um dado grupo, eles calculam a proporção para o menor *redshift* e assumem essa proporção como verdadeira, corrigindo para o restante do grupo e quantificando o viés (para mais detalhes, consultar Bamford et al., 2009 e Lintott et al., 2010).

Dessa forma, é possível quantificar a proporção de galáxias que são classificadas erradamente: Lintott et al. (2010) calcularam a quantidade de objetos classificados como galáxias elípticas, com os dados brutos, mas após a correção do viés, foram classificados como galáxias espirais. Dependendo do critério utilizado, a fração de objetos mal classificados varia. À medida que o critério é mais restrito, a

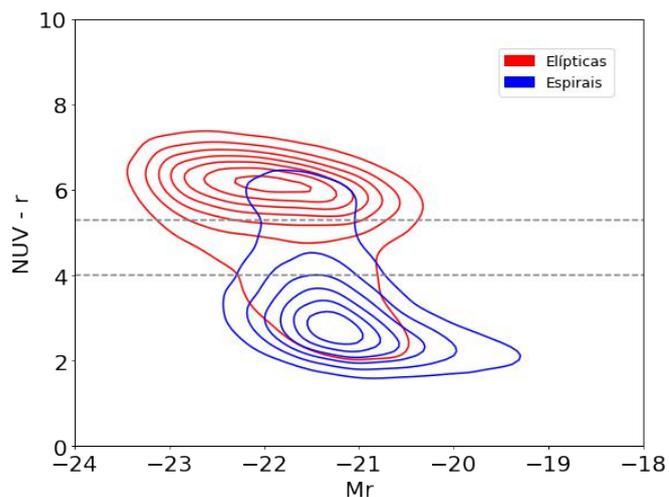


FIGURA 2.5: Amostra final de aproximadamente 59.000 galáxias com classificação morfológica no diagrama cor-magnitude, sendo  $\sim 13.000$  elípticas (contorno vermelho) e  $\sim 45.000$  espirais (contorno azul). A linha tracejada indica a região do *Green Valley* desse trabalho, determinada empiricamente.

quantidade de objetos mal classificados ( $f_{missclass}$ ) diminui, mas a quantidade de objetos que não são classificados ( $f_{unclass}$ ) aumenta. Podemos ver a relação dos dois na Figura 2.4.

**Table 2**  
Classifications of MGS galaxies with spectra.

ObjID <sup>a</sup>	RA	Dec.	Nvote <sup>b</sup>	Votes <sup>c</sup>							Debiased votes <sup>d</sup>		Flags <sup>e</sup>		
				E	CW	ACW	Edge	DK	MG	CS	E	CS	Spiral	Elliptical	Uncertain
587727178986356823	00:00:00.41	-10:22:25.7	59	0.61	0.034	0.0	0.153	0.153	0.051	0.186	0.61	0.186	0	0	1
587727227300741210	00:00:00.74	-09:13:20.2	18	0.611	0.0	0.167	0.222	0.0	0.0	0.389	0.203	0.797	1	0	0
587727225153257596	00:00:01.03	-10:56:48.0	68	0.735	0.029	0.0	0.147	0.074	0.015	0.176	0.432	0.428	0	0	1
587730774962536596	00:00:01.38	+15:30:35.3	52	0.885	0.019	0.0	0.058	0.019	0.019	0.077	0.885	0.077	0	1	0
587731186203885750	00:00:01.55	-00:05:33.3	59	0.712	0.0	0.0	0.22	0.068	0.0	0.22	0.64	0.29	0	0	1
587727180060098638	00:00:01.57	-09:29:40.3	28	0.857	0.0	0.036	0.0	0.107	0.0	0.036	0.83	0.06	0	0	1
587731187277627676	00:00:01.86	+00:43:09.3	38	0.5	0.0	0.053	0.289	0.105	0.053	0.342	0.351	0.473	0	0	1
587727223024189605	00:00:02.00	+15:41:49.8	26	0.423	0.0	0.0	0.577	0.0	0.0	0.577	0.143	0.857	1	0	0
587730775499407375	00:00:02.10	+15:52:54.2	62	0.355	0.016	0.21	0.323	0.0	0.097	0.548	0.355	0.548	0	0	1
587727221950382424	00:00:02.41	+14:49:19.0	31	0.484	0.129	0.065	0.258	0.065	0.0	0.452	0.109	0.789	1	0	0

FIGURA 2.6: Tabela 2 do artigo Lintott et al. (2010), com a classificação da amostra principal de galáxias que possuem informação espectral. Cada linha representa um objeto com a identificação do SDSS (OBJID), as coordenadas em J2000 (RA e DEC), o número total de votos para aquele objeto (Nvote), fração de votos para as elípticas (E), espirais em sentido horário (CW), espirais em sentido anti-horário (ACW), espirais de perfil (Edge), 'não sei' (*don't know*, em inglês - DK), fusão (MG) e espirais combinadas (CS = CW + ACW + Edge). A fração de votos após a correção do viés (*Debiased votes*), como descrito em Lintott et al. (2010), e as bandeiras de classificação final (*Flags*). Caso a fração de votos após a correção exceda 0.8, o objeto recebe uma bandeira de classificação entre espiral (*Spiral*) ou elíptica (*Elliptical*). Caso contrário, recebe a classificação incerta (*Uncertain*).

Para o nosso projeto, utilizamos a tabela 2 do artigo Lintott et al. (2010), que nos fornece uma amostra de objetos classificada como '*clean*', que possui classificações morfológicas divididas entre ELÍPTICAS, ESPIRAIS e INDEFINIDAS, para galáxias que possuem informação espectral no SDSS, *Data Release 7* (Lintott et al., 2010), com 80% de confiabilidade na classificação final. Optamos pela amostra '*clean*', pois, como podemos ver na Figura 2.4, a quantidade de objetos mal classificado diminui significativamente em comparação com a amostra '*cleanish*', que possui 60% de confiabilidade na classificação, e não apresenta tanta diferença em relação a amostra '*superclean*', que possui 95% de confiabilidade. Por outro lado, a quantidade de objetos não classificados pelo critério de 95% é muito maior que pelo critério de 80%. Podemos ver parte da amostra da tabela 2 na Figura 2.6, demonstrando o formato que recebemos esses dados: é dado a identificação de acordo com o SDSS7, as coordenadas, a fração dos votos em cada uma

das seis categorias possíveis (Figura 2.3), a fração dos votos corrigidas para o viés e bandeiras que identificam a classificação morfológica final.

Juntando as informações obtidas pelo *Galaxy Zoo*, nossa amostra final contém aproximadamente 130.000 galáxias, sendo 14.000 elípticas, 45.000 espirais e 71.000 indefinidas.

Podemos ver no diagrama cor-magnitude (Figura 2.5) como é o comportamento das galáxias espirais (curva azul) e elípticas (curva vermelha) separadamente (amostra com avermelhamento corrigido, discussão na secção 2.2). Nota-se a predominância de espirais na *Nuvem Azul* e, em contrapartida, a predominância de elípticas na *Sequência Vermelha*, o que pode ser uma indicação de que exista uma evolução morfológica para a maioria das galáxias: de espirais para elípticas.

## 2.2 Correção por Avermelhamento

Como dito na Seção 2.1, as magnitudes aparentes dos nossos dados foram corrigidas pela a extinção devido à Via Láctea. Entretanto, galáxias com formação estelar podem possuir cores avermelhadas devido à presença de poeira nas mesmas (e.g. Martin et al., 2007; Salim et al., 2009; Sodr e et al., 2013). Para evitarmos contaminação da nossa amostra do Green Valley, vamos corrigir a extinção dos nossos objetos utilizando a *Profundidade Óptica de Balmer*,  $\tau_B^l$ , que é a correção baseada na razão entre as linhas de emissão de  $H\alpha$  e de  $H\beta$ .

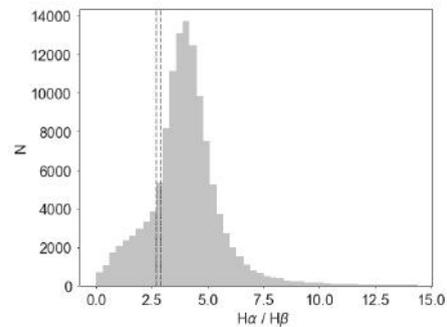


FIGURA 2.7: Fração de  $H\alpha$  e  $H\beta$  para galáxias da amostra total. Linhas tracejadas indicam o valor teórico esperado de 2.88.

Assumindo uma razão fixa teórica de 2.88 entre os fluxos de emissão de  $H\alpha$  e  $H\beta$  (Osterbrock, 1989), podemos estimar a extinção devido à poeira. Como  $H\beta$  é uma linha mais energética (ou seja, possui uma emissão numa faixa mais azul do espectro), ela vai ser mais afetada pela poeira que  $H\alpha$ . Dessa forma, a razão será maior que do o valor teórico (Figura 2.7).

Como em Calzetti et al. (1994), vamos considerar o caso simples onde existe uma camada de poeira uniforme entre a fonte e o observador, sendo  $I_\lambda^0$  a intensidade original emitida.

Dessa forma, temos a profundidade óptica definida por:

$$I_\lambda = I_\lambda^0 e^{-\tau(\lambda)}, \quad (2.1)$$

onde  $I_\lambda$  é a intensidade observada. Vamos definir a *Profundidade Óptica de Balmer* como a diferença na profundidade óptica entre as linhas de emissão nebular  $H\alpha$  e  $H\beta$ , dada por:

$$\tau_B^l = \tau_\beta - \tau_\alpha = \ln \left( \frac{H\alpha/H\beta}{2.88} \right), \quad (2.2)$$

onde 2.88 é o valor teórico esperado para a razão entre  $H\alpha$  e  $H\beta$  para uma galáxia sem avermelhamento intrínseco (Osterbrock, 1989). Assim, Calzetti et al. (1994) calcularam o excesso de cor  $E(B - V)$  baseado na profundidade óptica de Balmer:

$$E(B - V) = 0.935 \tau_B^l \quad (2.3)$$

Como galáxias elípticas possuem pouca formação estelar, o valor de  $H\beta$  pode tender a valores muito pequenos, fazendo com que a fração  $H\alpha/H\beta$  vá a infinito. Dessa forma, para evitarmos valores de  $H\beta$  pequenos, corrigimos o avermelhamento apenas para as galáxias que possuíssem o valor do mesmo maior que 15, o que corresponde a 66% da nossa amostra.

Podemos ver na Figura 2.8 o efeito da correção de acordo com a morfologia. Pode-se notar que, para as

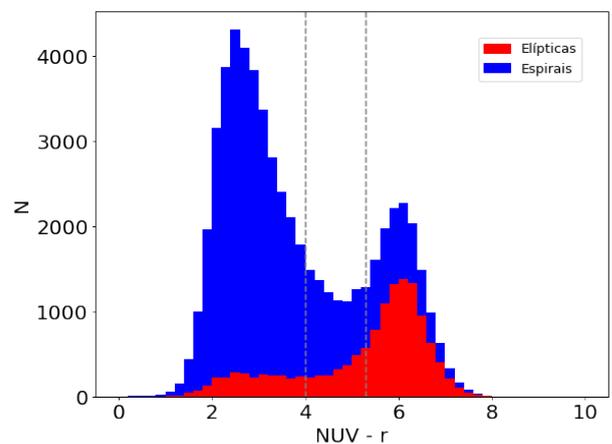
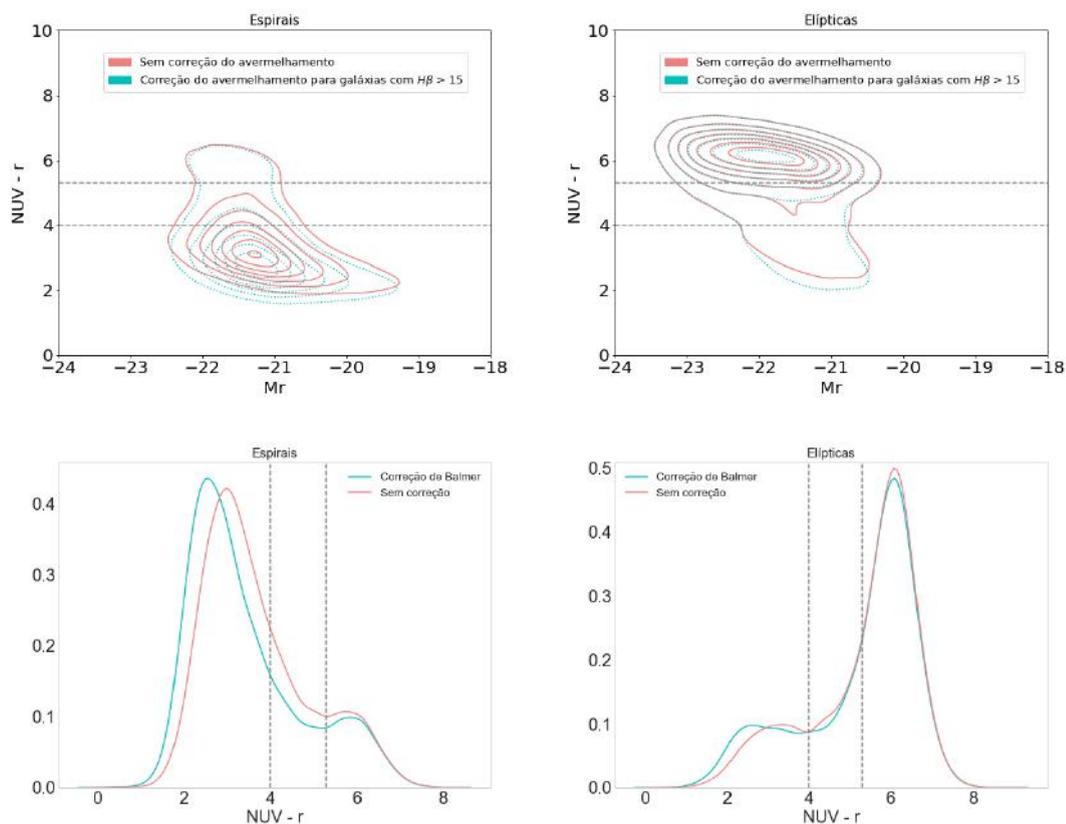


FIGURA 2.9: Distribuição da cor NUV - r para galáxias espirais e elípticas onde as linhas tracejadas indicam a região do *Green Valley* desse trabalho, determinada empiricamente.


 (A)  $\sim 45.000$  espirais.

 (B)  $\sim 13.000$  elípticas.

FIGURA 2.8: **Topo:** Diagramas cor-magnitude para as galáxias espirais (esquerda) e elípticas (direita), com as curvas de antes (curva coral) e depois (curva ciano) da correção do avermelhamento,  $\tau_B^l$ . **Base:** Distribuições de cor NUV - r antes e depois da correção do avermelhamento.

elípticas, o pico da distribuição de NUV - r das galáxias não varia e a região do *green valley* não é alterada significativamente. Em contrapartida, para as espirais, podemos ver um deslocamento de toda a distribuição para cores mais azuis, tanto no diagram cor-magnitude quanto na distribuição, e podemos notar uma descontaminação na região do *green valley*. De fato, após a correção do avermelhamento, 2110 espirais foram removidas da região de transição.

Após a correção, nossa amostra final do *Green Valley* ficou com 8.236 galáxias, sendo 6.059 espirais e 2.177 elípticas. Podemos ver a distribuição de cor na Figura 2.9.

## 2.3 Históricos de Formação Estelar - SFH

Para medirmos a escala de tempo de cessação de formação estelar, nesse trabalho, vamos utilizar a mesma metodologia introduzida por Martin et al. (2007), e utilizada por Gonçalves et al. (2012) e Nogueira-Cavalcante et al. (2018) para *redshifts* intermediários. Faremos duas hipóteses simples:

1. Vamos considerar que, no diagrama cor-magnitude, galáxias se movem apenas na direção de cores mais vermelhas. Nesse caso, estamos desconsiderando as galáxias que podem fazer o caminho contrário, passando por um rejuvenescimento, por exemplo;
2. Vamos considerar um modelo de histórico de formação estelar (*Star Formation History* - SFH) com uma taxa constante, até  $t_0$ , seguida por um decaimento exponencial (Figura 2.10), como parametrizada em 2.4.

$$SFR(t) = \begin{cases} SFR(t=0), & \text{if } t < t_0 \\ SFR(t=0)e^{-\gamma t}, & \text{if } t > t_0 \end{cases} \quad (2.4)$$

onde  $t_0$  é um tempo característico arbitrário. Como procuramos medir a evolução de  $\gamma$  para diferentes *redshifts*, utilizaremos o mesmo valor utilizado em Nogueira-Cavalcante et al. (2018),  $t_0 = 6$  Gyrs (Gonçalves et al., 2012).

O índice exponencial  $\gamma$  nos informa qual o quão rápido ocorre a cessação da formação estelar. Por exemplo, um valor baixo (alto) para o mesmo corresponde a um processo lento (rápido) de cessação. Dessa forma, procuramos medir o valor de  $\gamma$  característico para diferentes morfologias. Para medir esse

índice, usaremos a mesma metodologia descrita em Kauffmann et al. (2003), baseada nos índices da quebra de 4000 Å e na largura equivalente de absorção de  $H\delta$ .

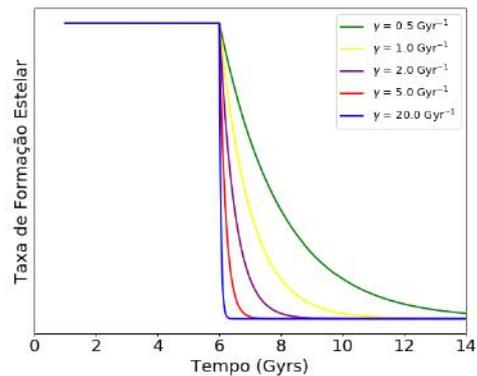


FIGURA 2.10: Diferentes modelos de SFH para valores de  $\gamma$  de 0.5, 1.0, 2.0, 5.0 e 20.0  $\text{Gyr}^{-1}$  de acordo com a equação 2.4.

A quebra de 4000 Å é a descontinuidade mais relevante na faixa óptica do espectro da galáxia e ela aumenta devido ao acúmulo de linhas espectrais de absorção nessa região de comprimento de onda (Kauffmann et al., 2003). A principal contribuição da opacidade nessa região vem de metais ionizados. Porém, em estrelas quentes, esses metais são múltiplas vezes ionizados, permitindo a passagem de fótons, diminuindo a opacidade e conseqüentemente, a quebra de 4000 Å. Dessa forma,  $D_n(4000)$  é um índice menor em galáxias que possuem uma população estelar jovem do que em galáxias com uma população estelar velha e rica em metais. Podemos ver um exemplo comparativo na Figura 2.11.

Já as linhas absorção de  $H\delta$  são mais expressivas em galáxias que sofreram um surto de formação estelar nos últimos 0.1 - 1 Gyrs. Como faz parte da seqüência de Balmer e esta, por sua vez, é mais expressiva principalmente na fotosfera de estrelas menores de tipos anterior (principalmente do tipo A), o pico do índice  $H\delta_A$  ocorre quando estrelas do tipo O e B evoluíram e saíram da seqüência principal.

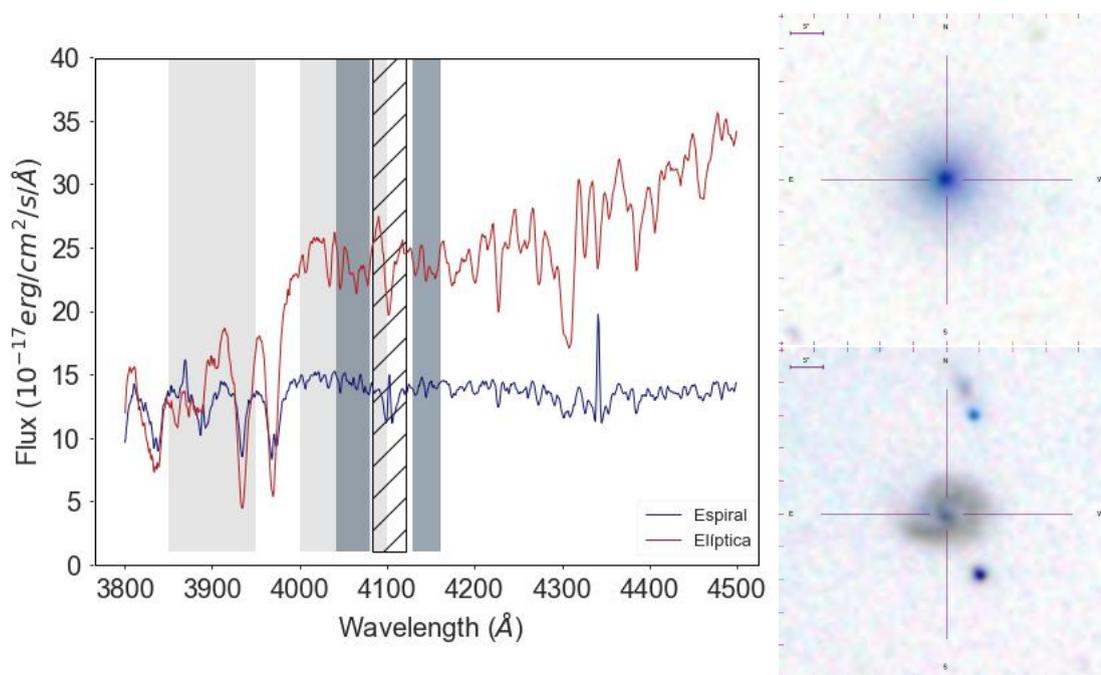


FIGURA 2.11: **Esquerda:** Dois exemplos de galáxias da amostra (à direita) ilustrando a determinação dos índices espectrais mencionados. A área sombreada de cinza claro representa as bandas estreitas da razão que define  $D_n(4000)$ , a área sombreada de cinza escuro representa as bandas para o cálculo do contínuo e a área listrada representa a região que medimos a largura equivalente de  $H\delta_A$ . Os valores de  $D_n(4000)$  são 1.234 para a espiral e 1.805 para a elíptica.; **Direita:** Imagens retiradas da ferramenta *Navigate Tool* do SDSS.

Nesse trabalho, para calcularmos  $D_n(4000)$ , utilizaremos a definição introduzida por Balogh et al. (1999), que utiliza bandas contínuas mais estreitas para o índice, tornando-o menos sensível a efeitos de avermelhamento. Dessa forma, calculamos a razão entre densidade de fluxo média  $F_\lambda$  nas bandas 3850–3950 e 4000–4100 Å como demonstrado na equação 2.5. Para calcularmos  $H\delta_A$  utilizamos a largura equivalente. Seguindo a definição de Worthey and Ottaviani (1997), para o contínuo, ajustamos uma linha reta entre as densidades de fluxos médios entre 4041.60 e 4079.75 Å em uma ponta, e 4128.50 e 4161.00 Å na outra. A largura equivalente é então calculada através da equação 2.6.

$$D_n(4000) = \frac{\sum_{\lambda=4000}^{4100} F_\lambda}{\sum_{\lambda=3850}^{3950} F_\lambda}, \quad (2.5)$$

onde  $F_\lambda$  é o fluxo no comprimento de onda  $\lambda$ ,

$$H\delta_A = \sum_{\lambda=4083.5}^{4122.25} \left( 1 - \frac{F_\lambda}{F_{\lambda,cont}} \right), \quad (2.6)$$

onde  $F_{\lambda,cont}$  é o fluxo contínuo.

Utilizamos os espectros provenientes do *Sloan Digital Sky Survey*, que possui a fibra óptica com tamanho de 3 arcsegundos.

Kauffmann et al. (2003) demonstraram que esses dois índices,  $D_n(4000)$  e  $H\delta_A$ , são muito sensíveis ao SFH, traçando regiões muito bem definidas em um diagrama  $D_n(4000)$  vs.  $H\delta_A$ . Como podemos ver na Figura 2.12, para diferentes valores de  $\gamma$ , os índices mencionados e a cor  $NUV - r$  variam de forma diferente com o passar do tempo. Ilustrando, uma galáxia que passou por um processo de *quenching* violento ( $\gamma = 20 \text{ Gyr}^{-1}$ , linha azul) alcança determinada cor em menos tempo que uma galáxia que passou por um processo passivo ( $\gamma = 0.5 \text{ Gyr}^{-1}$ , linha verde).

Assim, usaremos os índices espectrais medidos para a nossa amostra para determinar os valores de  $\gamma$  e, dessa forma, determinar diferentes SFH e possíveis processos típicos de *quenching* para diferentes morfologias. Podemos ver na Figura 2.13 como,

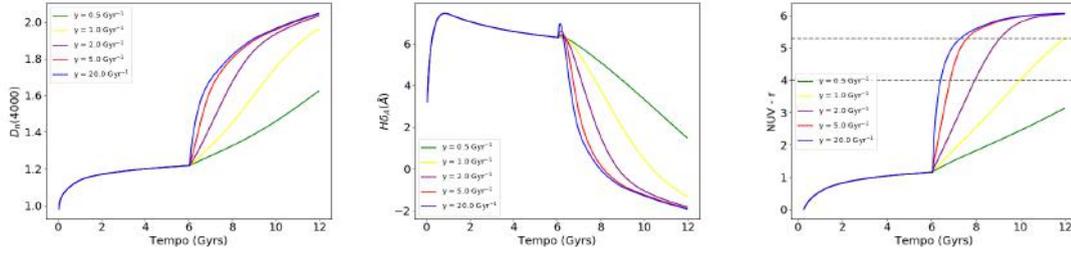


FIGURA 2.12: Evolução temporal dos índices  $D_n(4000)$  e  $H\delta_A$  e da cor  $NUV - r$  para os diferentes modelos de histórico de formação estelar (valores de  $\gamma$  de 0.5, 1.0, 2.0, 5.0 e 20.0  $\text{Gyr}^{-1}$ ) da Figura 2.10. Os modelos foram feitos utilizando o código de Bruzual and Charlot (2003).

para uma mesma cor, a galáxia terá valores de  $D_n(4000)$  e  $H\delta_A$  diferentes dependendo do SFH.

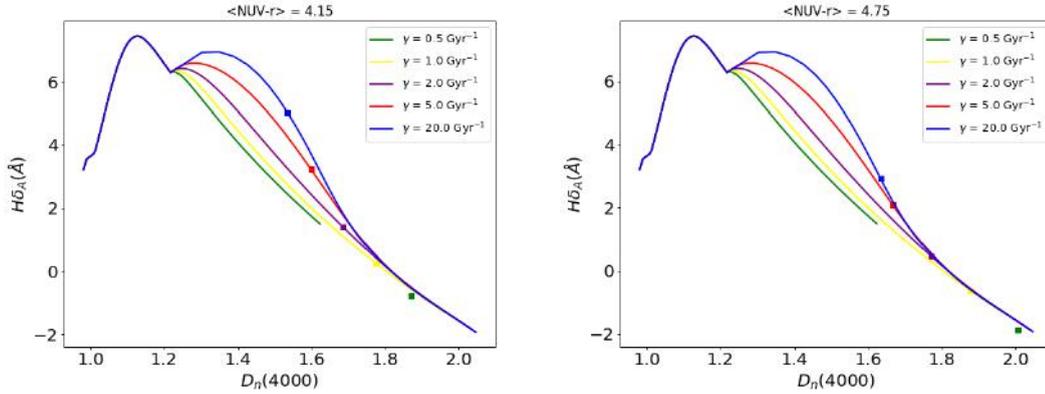


FIGURA 2.13: Diferentes planos de  $D_n(4000)$  vs.  $H\delta_A$  para os 5 modelos de SFH da Figura 2.10. Os quadrados coloridos representam os diferentes valores de  $D_n(4000)$  e  $H\delta_A$  de acordo com o modelo de SFH para uma determinada cor. Pode-se notar que, para os mesmos modelos de SFH, temos diferentes valores para os índices de acordo com a cor.

Os modelos utilizados nesse trabalho foram calculados usando o código de Bruzual and Charlot (2003), com funções iniciais de massa de Chabrier (2003), com os caminhos evolutivos estelares de Padova 1994 (Alongi et al., 1993; Bressan et al., 1993; Fagotto et al., 1994a-1994b) e com metalicidade solar.

## 2.4 Medições do índice $\gamma$

Por último, como parametrizamos o histórico de formação estelar (equação 2.4), os valores reais que encontramos de  $H\delta$  e  $D_n(4000)$  não seguem perfeitamente o modelo.

Como podemos ver nas Figuras 3.1 e 3.4, da Seção 3, existe um espalhamento ao redor dos modelos. Para levarmos em consideração esse espalhamento que é devido às incertezas no SFH exato das galáxias reais, seguiremos a mesma metodologia de Martin et al. (2007), Gonçalves et al. (2012) e Nogueira-Cavalcante et al. (2018) para extraírmolos o valor do índice de  $\gamma$ .

Como podemos ver na Figura 2.13, para uma dada cor, temos pontos que seguem o valor esperado para os modelos de SFH. Dessa forma, pegaremos dois pontos consecutivos e traçaremos uma bissetriz perpendicular, que representa onde  $\gamma$  possui o valor médio dos dois pontos utilizados. Assim, podemos interpolar todo o plano de  $H\delta_A$  vs.  $D_n(4000)$ , sendo possível mapear cada coordenada com um valor único de  $\gamma$ , dependendo das três variáveis:  $H\delta_A$ ,  $D_n(4000)$  e  $NUV - r$ . Repetiremos o processo para cada faixa de cor das duas morfologias apresentadas nesse trabalho. Podemos ver um exemplo na Figura 2.14.

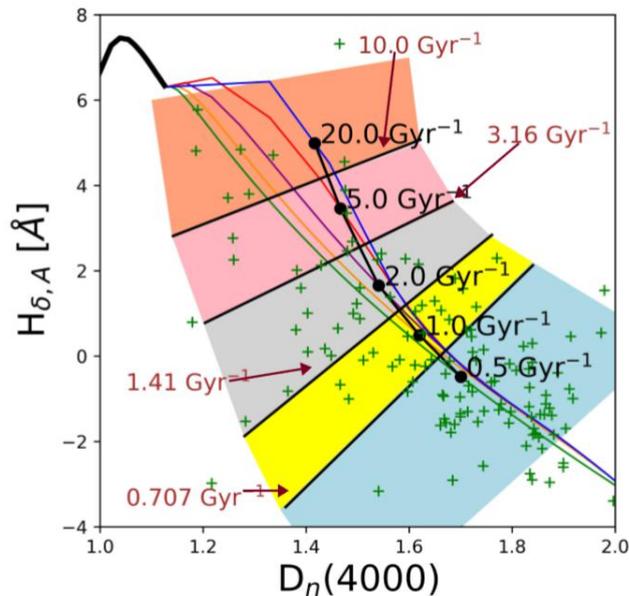


FIGURA 2.14: Figura 3 do artigo de Nogueira-Cavalcante et al. (2018). As linhas coloridas representam os mesmos modelos apresentados na Figura 2.13, utilizando uma diferente versão do programa. As retas pretas representam a bissetriz entre dois modelos de SFH consecutivos, com valores médios de  $\gamma$  (indicados por linhas marrons). Nesse exemplo, está sendo considerado  $NUV - r = 4$ .



# Capítulo 3

## Resultados

Nessa Seção discutiremos os resultados encontrados nesse trabalho até o momento, como nosso resultado se compara com outros trabalhos e as análises futuras.

### 3.1 Resultados Parciais

Como descrito na Seção 2.1, todas as galáxias da nossa amostra possuíam dados espectroscópicos. Dessa forma, medimos os índices  $H\delta_A$  e  $D_n(4000)$  diretamente dos espectros para as  $\sim 8.000$  galáxias do *green valley*, como podemos ver na Figura 3.1.

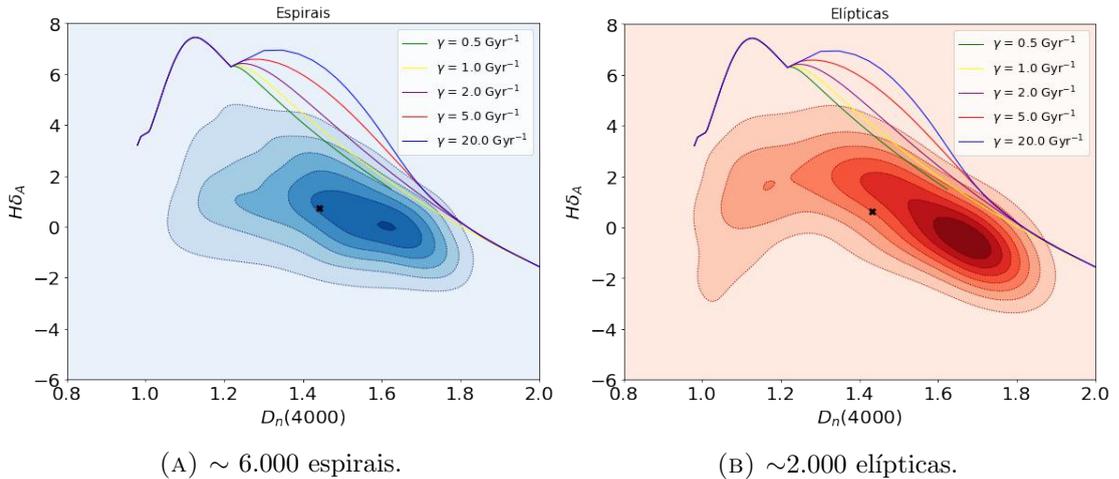


FIGURA 3.1: Distribuições dos valores de  $H\delta_A$  e  $D_n(4000)$  para as amostras de galáxias elípticas e de galáxias espirais do *green valley*. As curvas representam os modelos calculados com o código de Bruzual and Charlot (2003) e o  $x$  o valor médio para as duas variáveis.

Na Figura 3.1 temos a distribuição dos valores de  $D_n(4000)$  e  $H\delta_A$  com os valores médios indicados pelo *xis*. Podemos notar que os valores médios de  $D_n(4000)$  são muito próximos (tabela 3.1).

Índice	Espirais	Elípticas
$H\delta_A$	0.74	0.62
$D_n(4000)$	1.44	1.43

TABELA 3.1: Valores médios dos índices  $H\delta_A$  e  $D_n(4000)$  para as galáxias elípticas e espirais do *green valley*.

Apesar de ainda não termos os valores de  $\gamma$  medidos, poderemos medi-los a partir das três variáveis:  $H\delta_A$ ,  $D_n(4000)$  e  $NUV - r$  para cada coordenada do plano, como discutido na Seção 2.4. Entretanto, de acordo com a Figura 2.14, já podemos ver que existe uma tendência para o comportamento de  $\gamma$ : para maiores valores de  $D_n(4000)$  e menores de  $H\delta_A$  (canto direito inferior do gráfico), temos menores valores de  $\gamma$ , e vice-versa. Sabendo disso, pela distribuição das galáxias na Figura 3.1, pode-se concluir, precipitadamente, que o tempo de cessação da maioria das elípticas é maior que o da maioria das espirais.

Para uma galáxia que passou por uma transformação morfológica, como é o esperado para as elípticas, espera-se que ela experimente um processo de cessação violento (Nogueira-Cavalcante et al., 2018; Schawinski et al., 2014), o que não está sendo indicado pela primeira análise feita na Figura 3.1.

Entretanto, como descrito na Seção 2.3 e exemplificado nas Figuras 2.12 e 2.13, para os mesmos modelos de SFH utilizados, temos valores de  $H\delta_A$  e  $D_n(4000)$  diferentes para diferentes cores. Da nossa amostra do *green valley*, a cor média das elípticas é  $\langle NUV - r \rangle = 4.77$ , enquanto a cor média das espirais é  $\langle NUV - r \rangle = 4.56$ . Então, calcular os valores de  $\gamma$  característicos diretamente pode levar a um resultado errado, pois não estaríamos comparando amostras com a mesma distribuição de cores. Analisando a Figura 2.5 isso fica claro, já que a distribuição de densidade das galáxias espirais é mais concentrada em cores mais azuis enquanto a distribuição das galáxias elípticas é mais concentrada em cores mais vermelhas (mesmo dentro da região do *green valley*).

Então, para compararmos o  $\gamma$  característico para cada morfologia, iremos primeiro, separar o *green valley* em faixas de cores mais estreitas, de 0.3 e 0.4, como demonstrado

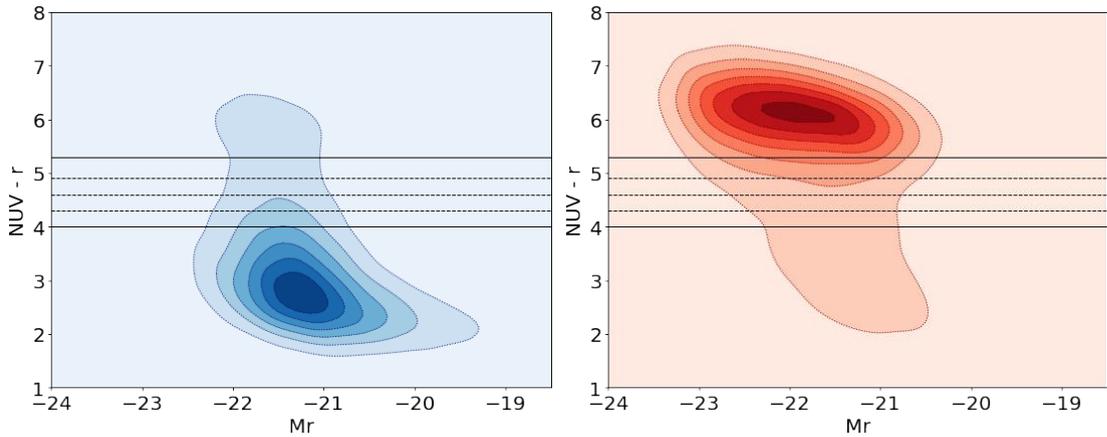


FIGURA 3.2: Amostras de galáxias espirais e elípticas com divisões de faixas de cor na região do *green valley*.

na Figura 3.2. Na Figura 3.4 temos o resultado para cada faixa de cor, com os respectivos valores médios indicados na tabela 3.2.

$\langle \text{NUV} - r \rangle$	Índice	Espirais	Elípticas
4.15	$H\delta_A$	0.81	0.75
	$D_n(4000)$	1.44	1.38
4.45	$H\delta_A$	0.78	0.84
	$D_n(4000)$	1.44	1.40
4.75	$H\delta_A$	0.75	0.75
	$D_n(4000)$	1.44	1.41
5.10	$H\delta_A$	0.73	0.43
	$D_n(4000)$	1.44	1.46

TABELA 3.2: Valores médios dos índices  $H\delta_A$  e  $D_n(4000)$  para as galáxias elípticas e espirais do *green valley* para diferentes valores de  $\langle \text{NUV} - r \rangle$ .

Seguindo a discussão do início da sessão, na Figura 3.4 podemos ver, nas 4 faixas de cores, que a distribuição das galáxias elípticas apresentam picos mais à direita inferior no gráfico que os picos das distribuições das galáxias espirais. Em outras palavras: a maioria das galáxias elípticas apresentaria um valor de  $\gamma$  menor que a maioria das galáxias espirais. Entretanto, os valores médios de cada morfologia, em cada faixa de cor, não necessariamente corroboram para esse resultado: para as 3 primeiras faixas de cor, não podemos fazer afirmações sem medir devidamente os valores de  $\gamma$ .

Apesar dos nossos resultados ainda serem inconclusivos, o indicativo de que a maioria das galáxias elípticas possuem uma escala de tempo de cessação de formação estelar maior que a maioria das galáxias espirais está em desacordo com trabalhos prévios

(Schawinski et al., 2014; Nogueira-Cavalcante et al., 2018). Esse resultado pode ser explicado pela incompletude da nossa amostra (Figura 2.1).

Outros trabalhos utilizam  $NUV - r$  como critério de cor no diagrama cor-magnitude (e.g. Martin et al., 2007; Gonçalves et al., 2012; Nogueira-Cavalcante et al., 2018) o que facilita a seleção da amostra do *green valley* (Wyder et al., 2007). Como  $NUV$  é mais sensível a regiões com formação estelar e a banda  $r$  é mais sensível à massa estelar formada durante a história da galáxia, a diferença entre os dois gera uma amplitude entre a população da nuvem azul e da sequência vermelha de 6 magnitudes.

Nos trabalhos citados, a região do *green valley* costuma ser delimitada por valores próximos de  $NUV - r = 3.5$  e  $NUV - r = 4.5$ , diferente da região delimitada empiricamente nesse trabalho ( $4.0 < NUV - r < 5.3$ ), e isso pode ser explicado pelo viés de Malmquist. A nossa amostra está incompleta para galáxias de menores massas, que são majoritariamente pertencentes da nuvem azul (e.g. Figura 1.5) e espirais (e.g. Figura 3.3). Dessa forma, completando nossos dados, a região do *green valley* provavelmente se aproximará da região dos outros trabalhos citados. Isso significa que as galáxias da nossa amostra de transição pelo *green valley* podem, na realidade, serem galáxias passivas, pertencentes à sequência vermelha, levando a resultados ilusórios.

Outra possibilidade para explicar o resultado não esperado seria o tamanho da fibra óptica do SDSS. A um redshift de  $z = 0.2$ , esse tamanho pode não ser o suficiente para se observar o disco das galáxias espirais, apenas o bojo. Dessa forma, estaríamos comparando galáxias elípticas com o bojo das galáxias espirais, demonstrando um comportamento parecido no histórico de formação estelar.

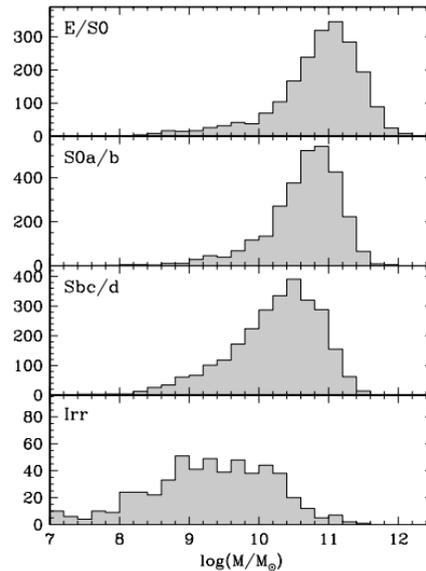


FIGURA 3.3: Figura 3 do artigo Manucci et al. (2005), demonstrando a distribuição de massa por tipo morfológico. Pode-se ver que as galáxias mais massivas são de tipo anterior.

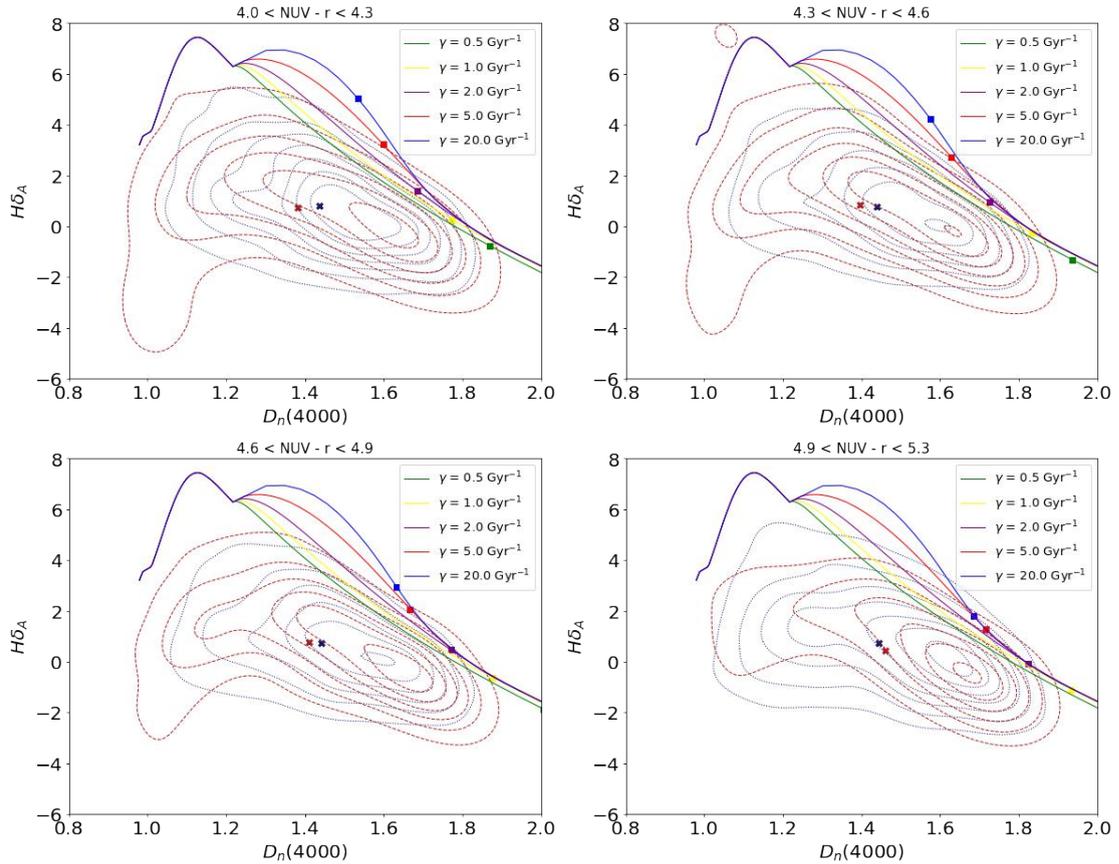


FIGURA 3.4: Distribuições da amostra das elípticas (curvas vermelhas tracejadas) e espirais (curvas azuis pontilhadas) do *green valley* de acordo com as faixas de cor explicitadas na Figura 3.2, com os valores médios para cada distribuição.

## 3.2 Perspectivas

As perspectivas do nosso trabalho, após a medição do índice  $\gamma$  característico de cada morfologia, incluem entender quais processos físicos estão relacionados à cessação da formação estelar, se esses processos explicam uma possível evolução morfológica e como se comporta a evolução do índice  $\gamma$  para diferentes *redshifts*, ou seja, se os processos que levam à cessação mudaram de alguma forma com o passar do tempo cosmológico (Gonçalves et al., 2012).

Apesar de estarmos fazendo as últimas medições, espera-se que, da amostra do *green valley*, galáxias elípticas apresentem uma cessação de formação estelar mais lenta que galáxias espirais, como a discussão apresentada na Seção 1 para baixos *redshifts* (Schawinski et al., 2009) e para *redshifts* intermediários (tabela 1.1; Nogueira-Cavalcante et al. 2018).

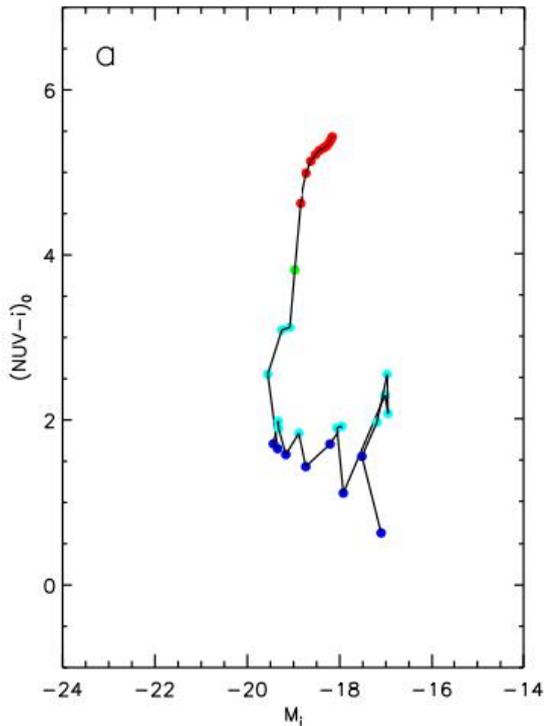


FIGURA 3.5: Figura 4a do artigo Martin et al. (2017). Na Figura temos o resultado da simulação do histórico de formação estelar para uma galáxia que teve uma cessação de formação estelar rápida, começando em  $z \sim 0.5$ . Na Figura temos a trajetória evolutiva no diagrama de cor-magnitude (com avermelhamento corrigido para a poeira). O tamanho dos círculos está associado à massa e a cor está associada à taxa de formação estelar específica. Pode-se notar que a galáxia não apresenta uma trajetória evolutiva simples do azul para o vermelho, como assumido no nosso trabalho.

por exemplo, *feedbacks* de AGN podem reduzir/cessar formação estelar (e.g. Best et al., 2005; Croton et al., 2006; Somerville et al., 2008; Hopkins and Elvis, 2009; Gürkan et al., 2015) e também podem estimular a formação estelar ao comprimir o gás e gerar cavidades frias e densas ao redor do jato AGN (e.g. Silk and Nusser, 2010; Gaibler et al., 2012; Wagner et al. 2012; Kalfountzou et al., 2017).

Levando isso em consideração, Martin et al. (2017) desenvolveram um método que não faz hipóteses prévias em relação ao histórico de formação estelar. Usando modelos semi-analíticos, em uma simulação cosmológica em larga escala, os autores conseguiram descrever a evolução das galáxias, criando um catálogo de galáxias, históricos de

Os próximos passos do nosso trabalho incluem aplicar a metodologia apresentada em Martin et al. (2017) e utilizada em Darvish et al. (2018) para a nossa amostra. Como discutido na Seção 2.3, fizemos duas hipóteses simples para modelar a cessação da formação estelar das galáxias: a primeira era a que as galáxias evoluem de cores azuis para vermelhas e a segunda era a parametrização do histórico de formação estelar como uma taxa de formação estelar constante seguida por um decaimento exponencial (equação 2.4). Entretanto, alguns dos processos citados na Seção 1 podem levar a um aumento momentâneo na taxa de formação estelar ou então causar *feedbacks* negativo (cessação da formação estelar) e positivo (aumento da formação estelar) simultaneamente. Por exem-

formação estelar e parâmetros físicos (Figura 3.5). Ao usar modelos de síntese de população estelar e um modelo de extinção simples, foi possível recuperar uma grande variedade de propriedades físicas das galáxias simuladas, conseguindo calcular os fluxos observáveis de banda larga e os índices espectrais para essas galáxias. Aplicando uma análise de regressão linear, foi possível relacionar os parâmetros físicos com cores observadas e índices espectrais. Como resultado, temos um conjunto de coeficientes que viabilizam a tradução de cores e de índices observados em massa estelar, taxa de formação estelar e outros parâmetros, como a derivação em relação ao tempo instantâneo da taxa de formação estelar, apresentada por eles e denominado como Aceleração da Formação Estelar (*Star Formation Acceleration* - SFA, em inglês).

Dentre as vantagens desse método, além da anteriormente citada, temos:

1. Os parâmetros físicos são derivados por uma matriz de coeficientes lineares, ao invés de ajustes;
2. Momentos de formação estelar podem ser derivadas de forma não paramétrica;
3. As degenerescências entre os parâmetros físicos derivados e a covariância são explicitamente derivadas;
4. A propagação de erros é simples;

(para mais detalhes, consultar Martin et al., 2017). Utilizando esse método, Martin et al. (2017) mostraram que as galáxias do *green valley* no universo local estão tanto cessando a formação estelar quanto aumentando (Figura 3.6), embora o fluxo de massa resultante seja da nuvem azul para a seqüência vermelha e, Darvish et al. (2018) encontraram que, para o universo local, a maioria dos surtos de formação estelar ocorrem em galáxias massivas, com altos valores de sSFR, enquanto a maioria da cessação da formação estelar ocorre em galáxias menos massivas, com baixos sSFR, principalmente aquelas em ambiente densos.

Então, na continuação da nossa pesquisa, aplicaremos o mesmo método para a nossa amostra, sendo possível descobrir se o índice SFA se relaciona de alguma forma com o tipo morfológico das galáxias.

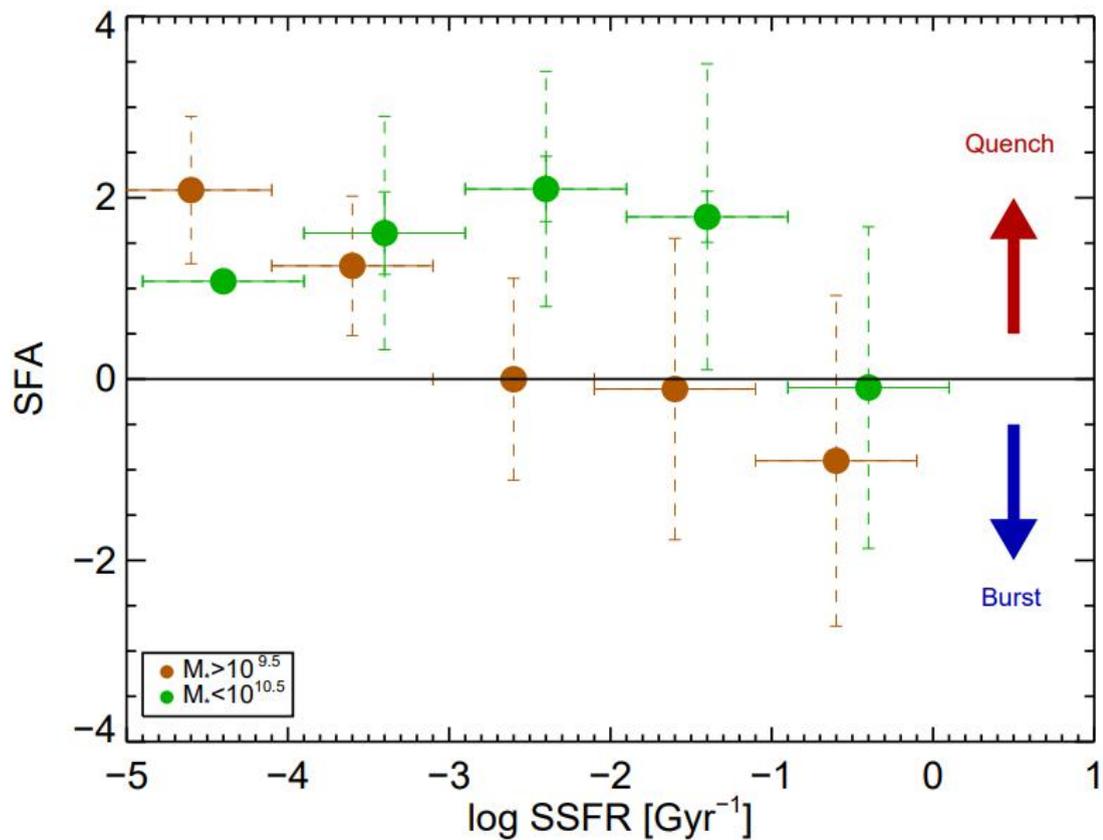


FIGURA 3.6: Figura 14a do artigo Martin et al. (2017). Aceleração de formação estelar (SFA) média para diferente bins de taxa de formação estelar específica (SSFR) para dois cortes de massa:  $M_* > 10^{9.5}$  e  $M_* < 10^{10.5}$ , indicado pela cores. Valores negativos de SFA indicam um aumento na taxa de formação estelar, enquanto valores positivos indicam uma cessação da mesma.

# Referências Bibliográficas

- Alongi, M., Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Fagotto, F., Greggio, L., and Nasi, E. (1993). *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 97:851–871.
- Baldry, I. K., Balogh, M. L., Bower, R., Glazebrook, K., and Nichol, R. C. (2004). volume 743 of *American Institute of Physics Conference Series*, pages 106–119.
- Balogh, M. L., Morris, S. L., Yee, H., Carlberg, R., and Ellingson, E. (1999). *The Astrophysical Journal*, 527(1):54.
- Bamford, S. P., Nichol, R. C., Baldry, I. K., Land, K., Lintott, C. J., Schawinski, K., Slosar, A., Szalay, A. S., Thomas, D., Torki, M., et al. (2009). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 393(4):1324–1352.
- Best, P. N., Kauffmann, G., Heckman, T., Brinchmann, J., Charlot, S., Ivezić, Ž., and White, S. (2005). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 362(1):25–40.
- Birnboim, Y. and Dekel, A. (2003). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 345(1):349–364.
- Blanton, M. R. and Moustakas, J. (2009). *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 47:159–210.
- Bluck, A. F., Mendel, J. T., Ellison, S. L., Moreno, J., Simard, L., Patton, D. R., and Starkenburg, E. (2014). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 441(1):599–629.
- Boselli, A. and Gavazzi, G. (2014). *The Astronomy and Astrophysics Review*, 22(1):74.
- Bremer, M., Phillipps, S., Kelvin, L., De Propriis, R., Kennedy, R., Moffett, A. J., Bamford, S., Davies, L. M., Driver, S. P., Häußler, B., Holwerda, B., Hopkins, A., James, P., Liske, J., Percival, S., and Taylor, E. (2018). MNRAS.

- Bressan, A., Fagotto, F., Bertelli, G., and Chiosi, C. (1993). *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 100:647–664.
- Bruzual, G. and Charlot, S. (2003). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 344(4):1000–1028.
- Calzetti, D., Kinney, A. L., and Storchi-Bergmann, T. (1994). *The Astrophysical Journal*, 429:582–601.
- Chabrier, G. (2003). *The Astrophysical Journal Letters*, 586(2):L133.
- Croton, D. J., Springel, V., White, S. D., De Lucia, G., Frenk, C. S., Gao, L., Jenkins, A., Kauffmann, G., Navarro, J., and Yoshida, N. (2006). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 365(1):11–28.
- Darvish, B., Martin, C., Gonçalves, T. S., Mobasher, B., Scoville, N. Z., and Sobral, D. (2018). *arXiv preprint arXiv:1801.02618*.
- De Vaucouleurs, G. (1959). pages 275–310. Springer.
- Di Matteo, T., Springel, V., and Hernquist, L. (2005). *Nature*, 433(7026):604.
- Faber, S., Willmer, C., Wolf, C., Koo, D., Weiner, B., Newman, J. A., Im, M., Coil, A., Conroy, C., Cooper, M., et al. (2007). *The Astrophysical Journal*, 665(1):265.
- Fabian, A. (2012). *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 50:455–489.
- Fagotto, F., Bressan, A., Bertelli, G., and Chiosi, C. (1994a). *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 104.
- Fagotto, F., Bressan, A., Bertelli, G., and Chiosi, C. (1994b). *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 105.
- Fang, J. J., Faber, S., Koo, D. C., and Dekel, A. (2013). *The Astrophysical Journal*, 776(1):63.
- Gaibler, V., Khochfar, S., Krause, M., and Silk, J. (2012). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 425(1):438–449.
- Gilmore, G. (1995). *The Observatory*, 115:278.
- Gonçalves, T. S., Martin, D. C., Menéndez-Delmestre, K., Wyder, T. K., and Koeke-moer, A. (2012). *The Astrophysical Journal*, 759(1):67.

- Gürkan, G., Hardcastle, M., Jarvis, M., Smith, D., Bourne, N., Dunne, L., Maddox, S., Ivison, R., and Fritz, J. (2015). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 452(4):3776–3794.
- Hopkins, P. F. and Elvis, M. (2009). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 401(1):7–14.
- Hopkins, P. F., Kereš, D., Oñorbe, J., Faucher-Giguère, C.-A., Quataert, E., Murray, N., and Bullock, J. S. (2014). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 445(1):581–603.
- Hubble, E. (1927). *The Observatory*, 50:276–281.
- Hubble, E. P. (1925). *Popular Astronomy*, 33.
- Kalfountzou, E., Stevens, J., Jarvis, M., Hardcastle, M., Wilner, D., Elvis, M., Page, M., Trichas, M., and Smith, D. (2017). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 471(1):28–58.
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., White, S. D., Charlot, S., Tremonti, C., Brinchmann, J., Bruzual, G., Peng, E. W., Seibert, M., Bernardi, M., et al. (2003). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 341(1):33–53.
- Kormendy, J. (1982b). volume 12, pages 113–288.
- Kormendy, J. and Kennicutt Jr, R. C. (2004). *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 42:603–683.
- Lintott, C., Schawinski, K., Bamford, S., Slosar, A., Land, K., Thomas, D., Edmondson, E., Masters, K., Nichol, R. C., Raddick, M. J., et al. (2010). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 410(1):166–178.
- Mannucci, F., Della Valle, M., Panagia, N., Cappellaro, E., Cresci, G., Maiolino, R., Petrosian, A., and Turatto, M. (2005). *A&A*, 433:807–814.
- Martin, D. C., Gonçalves, T. S., Darvish, B., Seibert, M., and Schiminovich, D. (2017). *ApJ*, 842:20.
- Martin, D. C., Wyder, T. K., Schiminovich, D., Barlow, T. A., Forster, K., Friedman, P. G., Morrissey, P., Neff, S. G., Seibert, M., Small, T., et al. (2007). *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 173(2):342.

- Menci, N., Fontana, A., Giallongo, E., and Salimbeni, S. (2005). *The Astrophysical Journal*, 632(1):49.
- Mendez, A. J., Coil, A. L., Lotz, J., Salim, S., Moustakas, J., and Simard, L. (2011). *ApJ*, 736:110.
- Morgan, W. W. (1958). *PASP*, 70:364.
- Morgan, W. W. (1970). volume 38 of *IAU Symposium*, page 9.
- Nair, P. B. and Abraham, R. G. (2010). *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 186(2):427.
- Nandra, K., Georgakakis, A., Willmer, C., Cooper, M., Croton, D., Davis, M., Faber, S., Koo, D., Laird, E., and Newman, J. (2007). *The Astrophysical Journal Letters*, 660(1):L11.
- Nogueira-Cavalcante, J., Gonçalves, T., Menéndez-Delmestre, K., and Sheth, K. (2018). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 473(1):1346–1358.
- Osterbrock, D. E. (1989).
- Roberts, M. S. and Haynes, M. (1994a). volume 49 of *European Southern Observatory Conference and Workshop Proceedings*, page 197.
- Roberts, M. S. and Haynes, M. P. (1994b). *ARA&A*, 32:115–152.
- Salim, S., Dickinson, M., Rich, R. M., Charlot, S., Lee, J. C., Schiminovich, D., Pérez-González, P. G., Ashby, M. L., Papovich, C., Faber, S., et al. (2009). *The Astrophysical Journal*, 700(1):161.
- Sandage, A. (1961). volume 618. Carnegie Institution of Washington Washington, DC.
- Schawinski, K., Urry, C. M., Simmons, B. D., Fortson, L., Kaviraj, S., Keel, W. C., Lintott, C. J., Masters, K. L., Nichol, R. C., Sarzi, M., et al. (2014). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 440(1):889–907.
- Schawinski, K., Virani, S., Simmons, B., Urry, C. M., Treister, E., Kaviraj, S., and Kushkuley, B. (2009). *The Astrophysical Journal Letters*, 692(1):L19.
- Sheth, K., Vogel, S. N., Regan, M. W., Thornley, M. D., and Teuben, P. J. (2005). *The Astrophysical Journal*, 632(1):217.

- Silk, J. and Nusser, A. (2010). *The Astrophysical Journal*, 725(1):556.
- Sodré, L., Ribeiro da Silva, A., and Santos, W. A. (2013). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 434(3):2503–2508.
- Somerville, R. S., Hopkins, P. F., Cox, T. J., Robertson, B. E., and Hernquist, L. (2008). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 391(2):481–506.
- van den Bergh, S. (1960). *ApJ*, 131:558.
- van den Bergh, S. (1976). *ApJ*, 206:883–887.
- Wagner, A., Bicknell, G., and Umemura, M. (2012). *The Astrophysical Journal*, 757(2):136.
- Willmer, C. N. A., Faber, S. M., Koo, D. C., Weiner, B. J., Newman, J. A., Coil, A. L., Connolly, A. J., Conroy, C., Cooper, M. C., Davis, M., Finkbeiner, D. P., Gerke, B. F., Guhathakurta, P., Harker, J., Kaiser, N., Kassin, S., Konidakis, N. P., Lin, L., Luppino, G., Madgwick, D. S., Noeske, K. G., Phillips, A. C., and Yan, R. (2006). *ApJ*, 647:853–873.
- Worthey, G. and Ottaviani, D. (1997). *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 111(2):377.
- Wyder, T. K., Martin, D. C., Schiminovich, D., Seibert, M., Budavári, T., Treyer, M. A., Barlow, T. A., Forster, K., Friedman, P. G., Morrissey, P., Neff, S. G., Small, T., Bianchi, L., Donas, J., Heckman, T. M., Lee, Y.-W., Madore, B. F., Milliard, B., Rich, R. M., Szalay, A. S., Welsh, B. Y., and Yi, S. K. (2007). *ApJS*, 173:293–314.