

UNIVERSIDADE FEDERAL DO GRANDE DO SUL

LUANA DE PARIS

**A Formação e Evolução de Galáxias em
Diferentes *Redshifts* e uma Análise da Função
de Massa Estelar entre $0,5 < z < 3$.**

Porto Alegre - RS

Abril/2022

**A FORMAÇÃO E EVOLUÇÃO DE GALÁXIAS EM
DIFERENTES *REDSHIFTS* E UMA ANÁLISE DA
FUNÇÃO DE MASSA ESTELAR ENTRE $0,5 < Z < 3$.**

Trabalho de conclusão de curso de graduação apresentado ao Instituto de Física da Universidade Federal do Rio Grande do Sul como requisito parcial para a obtenção do título de Bacharel em Física.

Orientador: Basílio Xavier Santiago

Porto Alegre - RS

Abril/2022

CIP - Catalogação na Publicação

De Paris, Luana
A Formação e Evolução de Galáxias em Diferentes
Redshifts e uma Análise da Stellar Mass Function entre
 $0,5 < z < 3$. / Luana De Paris. -- 2022.
51 f.
Orientador: Basilio Xavier Santiago.

Trabalho de conclusão de curso (Graduação) --
Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Instituto
de Física, Curso de Física: Astrofísica, Porto Alegre,
BR-RS, 2022.

1. Evolução de Galáxias. 2. Função de Massa
Estelar. 3. Extragaláctica. I. Xavier Santiago,
Basilio, orient. II. Título.

AGRADECIMENTOS

Agradeço ao Prof. Dr. Basilio X. Santiago por sua orientação durante este trabalho e ao longo do curso de Física. Agradeço a toda a minha família, principalmente minha tia pelo apoio durante o curso, os meus amigos Marcos e Natália pelas boas risadas no café da física, a Marina pela ajuda nas atividades da iniciação científica e, principalmente, ao Nathan pelo companheirismo e apoio em todos os trajetos que me trouxeram até aqui.

RESUMO

Compreender como as galáxias se formam e evoluem em diferentes *redshifts* tem sido um dos principais objetivos da astronomia extragaláctica. Ao analisarmos o Universo atual, em médio e em alto z verificamos que há uma mudança nas características das populações de galáxias dominantes em cada época, como em sua massa, metalicidade e taxa de formação estelar. Neste estudos, nós visamos a descrever a formação das galáxias, segundo a instabilidade gravitacional, e a sua evolução até o Universo presente. Com isso, realizamos uma revisão teórica sobre o assunto. Além disso, estimamos os *redshifts* fotométricos, as massas estelares e, por fim, a Função de Massa Estelar (SMF) para ~ 20.000 galáxias pertencentes ao catálogo ZFOURGE (*FourStar Galaxy Evolution Survey*), nos campos do CDFS, UDS e COSMOS, entre *redshifts* (z) de 0,5 e 3,0. Os z fotométricos foram estimados utilizando os códigos EAZY e estes possuem um σ_{NMAD} de 1,5%, 1,7% e 2,1% (para os campos do CDFS, COSMOS e UDS, respectivamente), obtidos ao compararmos os resultados com os seus z espectroscópicos disponíveis. As massas estelares foram estimadas utilizando o código MAGPHYS e estão de acordo com as massas estimadas pelos autores do catálogo ZFOURGE. Nós constatamos que a evolução SMF ocorre de forma moderada com o passar do tempo cósmico, com um aumento de $\Delta SMF \sim 1,5$ dex, indicando um aumento na densidade espacial de galáxias por Mpc^3 até z de 0,5. Além disso, a SMF estimada apresenta o declive exponencial no regime de altas massas ($M_* > 10^{10} M_\odot$) e um comportamento diferenciado para galáxias em regimes com massas menores - composto predominantemente por galáxias espirais, onde são verificados dois picos distintos e um achatamento da SMF com a diminuição de z . Essa diferença pode estar associada à dificuldade observacional de amostrarmos galáxias menos massivas em alto z . Assim, uma melhor análise da SMF ao longo da história do Universo se tornará mais precisa em estudos futuros utilizando telescópios como o *James Webb Space Telescope* (JWST).

ABSTRACT

Understanding how galaxies are formed and how they evolve in different epochs of the Universe has been one of the main goals in extragalactic astronomy. When we study the Universe in several *redshifts* (z), we find that the percentage of galaxy population changes with cosmic time and their physical parameters, such as stellar mass, metallicity and star formation rate, they also change significantly with z . In this study, we aim to review the literature about the formation of galaxies, through the gravitational instability theory, and their evolution up to the present Universe. We also estimate the photometric redshift, stellar masses and the Stellar Mass Function (SMF) of $\sim 20,000$ galaxies of the FourStar Galaxy Evolution Survey (ZFOURGE) in the fields of CDFS, COSMOS and UDS. The photometric redshifts were obtained with the EAZY code. We find that our computed redshifts are in agreement with the galaxies spectroscopic redshifts that are available for our sample, with a σ_{NMAD} of 1.5%, 1.7% and 2.1% in the fields of CDFS, COSMOS and UDS, respectively. The stellar masses were obtained using the MAGPHYS code and they are in agreement with the masses estimated by the authors of the ZFOURGE catalogue. We find that the evolution of the stellar mass function is moderate over cosmic time and with an increase of ~ 1.5 dex, showing an increase in the number density of galaxies until redshifts of 0.5. We also find that the SMF shows the exponential cut off for masses higher than $10^{10}M_{\odot}$ and a changing in behavior for lower masses. The lower mass end is composed mainly by spiral galaxies, where we can verify in the SMF two distinct maxima and a flattening for lower z . These differences in behavior of the SMF could be associated with the difficulties of sampling faint galaxies in higher z . The comprehension of the SMF evolution over cosmic time will be achieved by future studies with modern telescopes, like the James Webb Space Telescope (JWST).

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

z - *Redshift*.

M_* - Massa Estelar.

SMF - Função de Massa Estelar.

MS - Sequência Principal de Formação Estelar

S/N - Razão Sinal Ruído.

SF - Formação Estelar Ativa (*Star Forming*).

IR - Infravermelho Próximo.

UV - Ultravioleta.

SED - Distribuição de Espectral de Energia.

SMBHs - Buracos Negros Supermassivos.

AGN - Núcleo Ativo de Galáxias.

z_{foto} - *Redshift* Fotométrico.

z_{spec} - *Redshift* Espectroscópico.

T - Temperatura.

DM - Matéria Escura.

GMC - Nuvens de Gás Molecular Gigantes.

M_{\odot} - Massa Solar.

CMD - Diagrama Cor-Magnitude.

LF - Função de Luminosidade.

R_e - Raio Específico.

SFH - Histórico de Formação Estelar.

ISM - Meio Interestelar.

BC - Nuvem de Origem da Estrela.

SUMÁRIO

1	INTRODUÇÃO	8
1.1	Objetivos	10
2	REVISÃO DA FORMAÇÃO E EVOLUÇÃO DE GALÁXIAS EM DIFERENTES Z	11
2.1	Colapso Gravitacional e as Flutuações de Densidade	11
2.2	Resfriamento do Gás e a Formação Estelar em Galáxias	14
2.3	Universo Local	18
2.4	Universo a Médio e Alto Redshift	21
2.5	A Sequência Principal de Formação Estelar, Função de Massa Estelar e Relações de Escala de Galáxias em Médio e Alto z	25
3	DADOS E MÉTODOS	31
3.1	<i>Redshift</i> Fotométrico	32
3.2	Determinação das Massas Estelares	35
3.3	Determinação da Função de Massa Estelar (SMF)	38
4	RESULTADOS	40
4.1	<i>Redshifts</i> Fotométricos	40
4.2	Massas Estelares	43
4.3	Função de Massa Estelar - SMF	44
5	CONCLUSÃO	48
	REFERÊNCIAS	50

1 INTRODUÇÃO

O estudo da evolução de galáxias tem avançado significativamente nas últimas décadas, graças ao aumento dos censos de galáxias em diferentes *redshifts* e o conhecimento adquirido sobre as propriedades físicas destes objetos [1, 2]. A caracterização e identificação de galáxias de acordo com sua estrutura, cores, morfologia, populações estelares e o meio que as cercam são atualmente bem conhecidos até $z \sim 3$, englobando 85% da história do Universo [1]. A construção de um cenário coerente da história cósmica, analisando o Universo desde sua origem até atualmente, tem sido um dos principais objetivos da astronomia extragaláctica [3, 2].

Em 1965, a descoberta da radiação cósmica de fundo (CMB) nos apresentou um novo cenário, de 400.000 anos após o Big Bang (pós recombinação) - marcando o início da *cosmic dark ages*, onde o universo era majoritariamente composto por hidrogênio neutro [3]. As imagens profundas obtidas com o do *Hubble Space Telescope* (HST) mostraram um cenário de 1 bilhão de anos seguintes à CMB, no qual as galáxias com formação estelar ativa (*Star Forming*) se tornaram numerosas, com massas estelares de até $10^{10} M_{\odot}$, e o hidrogênio passou a ser altamente ionizado no meio intergaláctico [3]. Entender como estes dois cenários (emissão da CMB e o período que a seguiu) se conectam e como ocorreu a formação e evolução das primeiras galáxias somente se tornou possível nas últimas décadas, graças aos avanços dos instrumentos de imageamento do espectro eletromagnético, permitindo a confirmação de galáxias a $z = 7,5$ e candidatas com $z \sim 11$ [3, 4, 1].

Os estudos de *lookback time* permitiram o aumento dos dados de galáxias nos primeiros bilhões de anos após o Big Bang ($z \sim 4 - 10$, identificadas pela seleção via a 'quebra' de Lyman) e no período denominado *Cosmic Noon* ($z \sim 1 - 3$, época principal da evolução de galáxias) [3, 1, 5]. Os *surveys* fotométricos como o *Great Observatories Origins Deep Survey* (GOODS), o *Cosmic Evolution Survey* (COSMOS), o *All-wavelength Extended Groth strip International Survey* (AEGIS), o *UKIDSS Ultra-Deep Survey* (UDS), *Chandra Deep Field South* (CDFs), *The Cosmic Assembly Near-IR Deep Extragalactic Legacy Survey* (CANDELS), os dados do HST e do *Spitzer Space Telescope*, forneceram grande quantidades de dados em comprimentos de onda do ultra-violeta (UV) até o infra-vermelho (IR) para amostras de galáxias em diferentes z [1, 3, 6]. A análise dos fluxos em cada comprimento de onda permitiu a obtenção da distribuição espectral de energia (SED) destas galáxias, a qual é utilizada para estimar os *redshifts* fotométricos e as propriedades físicas das mesmas [1].

As galáxias SF observadas em $z \sim 2$, 4 bilhões de anos após o Big Bang, demonstram a época de início da formação da maioria das galáxias massivas espirais e elípticas do

Universo local [1]. Já os dados de galáxias com $z \sim 4 - 8$ e as novas candidatas identificadas com $z \sim 9 - 10$, fornecem informações sobre a população progenitora das galáxias SF em $z \sim 2$ [1, 3]. Essas observações em diferentes z permitem a criação de um esboço da atividade de formação estelar das galáxias, da evolução do aumento de massa estelar das mesmas e do crescimento de buracos negros supermassivos (SMBHs) por toda a história do Universo [1].

Em um cenário ideal, o nosso conhecimento sobre a evolução de galáxias abrangeria toda sequência de eventos que levaram à formação das primeiras estrelas após o fim da *cosmic dark ages* até os diversos tipos de galáxias presentes no Universo atual [4]. Para isso, os métodos de análise focados nas propriedades de emissão das diversas populações de galáxias auxiliam a traçar a evolução da densidade de luminosidade destas, desde o UV distante até o IR distante, e oferecem uma perspectiva de determinação empírica da história de formação estelar global e da produção dos elementos químicos no Universo (independente das fases evolucionárias individuais em cada subpopulação da galáxia) [4].

Esses métodos se baseiam nas propriedades da população estelar e da poeira nas galáxias SF, de forma que: a emissão no contínuo do UV de todas as galáxias, mas principalmente nas galáxias em alto z , é dominada por estrelas massivas de curta vida (tipos O e B); a SED no referencial inercial do IR próximo é dominada por estrelas com massas próximas à do Sol, que compõem a maior parte da massa estelar da galáxia; e, a emissão no IR médio e distante é proveniente da reemissão da radiação no UV absorvida pela poeira interestelar [4]. Segundo Madau e Dickinson (2014), através da modelagem do histórico de emissão das galáxias em *redshifts* do presente até $z > 8$ nos comprimentos de onda no UV, óptico e IR, se torna possível compreender as principais questões sobre a formação e evolução das galáxias, como: existe uma época cósmica característica em que a formação de estrelas encontrou seu máximo e em que os elementos químicos pesados se formaram nas galáxias? Qual a fração de matéria luminosa observada atualmente estava acoplada às primeiras galáxias? Os dados são consistentes com uma função de massa inicial universal? As galáxias foram as responsáveis pela reionização do hidrogênio no Universo em $z > 6$? Como o histórico de formação estelar se compara com a acreção de massa por SMBH traçados por quasares luminosos?

Atualmente, entende-se que mais da metade da massa estelar observada em galáxias no Universo local foi formada em apenas 3,5 bilhões de anos durante o *Cosmic Noon* [6, 1, 5]. Além disso, também compreendemos que existem diversos históricos de formação estelar (SFH) para galáxias individuais e que a taxa de formação estelar (SFR) teve seu pico em $z \sim 2,5$ [6, 5]. Em *redshifts* de 2 - 3, as relações de escala envolvendo o tamanho, cinemática, quantidade de metais e gás nas galáxias também foram observadas [1]. A existência destas relações e a prevalência de galáxias SF em $z \sim 2$ implicam que mecanismos de regulação já controlavam o crescimento e o ciclo de vida das galáxias SF

em altos z [1].

Com o intuito de compreender a evolução das galáxias, as características da formação estelar das mesmas e o Universo em diferentes *redshifts*, este estudo visa analisar a teoria sobre os principais tópicos da área e analisar a evolução cósmica da Função de Massa Estelar (SMF) de uma amostra de ~ 20.000 galáxias. Na seção 2 são descritas em linhas gerais como ocorre a formação e evolução das galáxias, as características conhecidas sobre o Universo local e do Universo a Médio e Alto z , respectivamente. Além disso, nessa seção, são descritas a sequência principal de formação estelar e a função de massa estelar, sobre as quais nossa análise irá se concentrar. Na seção 3, esclarecemos os métodos e dados utilizados e na seção 4, são apresentados os nossos resultados seguidos da conclusão deste estudo, na seção 5.

1.1 Objetivos

Este trabalho visa a descrever como ocorre a evolução da formação estelar das galáxias em diferentes épocas do universo (alto e baixo redshift), através da revisão teórica da formação e evolução de galáxias e, também, pela análise da evolução da função de massa estelar (SMF) em *redshifts* de $0,5 < z < 3,0$. A SMF foi estimada utilizando a amostra de galáxias desenvolvida por Straatman et al. (2016) utilizando os dados do FourStar Galaxy Evolution Survey (FOURGE) nos campos CDFS, COSMOS e UDS. No próximo capítulo apresentaremos os dados dessa amostra e os métodos usados para reproduzir medidas importantes derivadas desses dados, em especial o *redshift* fotométrico, photo- z , e a massa estelar de cada galáxia. Já no Capítulo 3 mostraremos os resultados por nós obtidos em comparação com os originais dos autores.

2 REVISÃO DA FORMAÇÃO E EVOLUÇÃO DE GALÁXIAS EM DIFERENTES Z

2.1 Colapso Gravitacional e as Flutuações de Densidade

No modelo padrão da cosmologia, assumimos que o Universo era altamente homogêneo em seu início [7]. Acredita-se que a origem das estruturas observadas atualmente no Universo (galáxias e aglomerados de galáxias) ocorreu através de pequenas perturbações de densidade devido à ação da gravidade [7, 8, 9]. O mecanismo que explica o crescimento dessas flutuações é simples: uma região que é um pouco mais densa que a média de densidade do meio atrai a matéria ao seu redor e, como consequência, o contraste de densidade nessas regiões aumenta cada vez mais, chamada instabilidade gravitacional. Para compreender a formação dessas regiões de maior densidade, são estudadas as propriedades e a origem da perturbação de densidade inicial e como estas evoluem em um Universo que está se expandindo [7].

A origem das perturbações de densidade pode ser primordial. Flutuações microscópicas no Universo pré-inflacionário resultam nas perturbações que evoluíram para se tornar as estruturas que vemos hoje. O período da inflação, proposto para resolver alguns problemas da Cosmologia padrão, ocorre numa fração de segundo e leva a um aumento no tamanho do Universo (e das estruturas no seu interior) por dezenas de ordens de grandeza. Estruturas antes em contato causal se expandem para além do horizonte. As perturbações primordiais também se expandem e passam a ter amplitudes muito baixas. Dessa forma, a primeira fase do regime de evolução das flutuações de densidade é chamada de *Fase linear*. Neste regime, a evolução das flutuações pode ser aproximada pelas equações de um fluido ideal, considerando a teoria Newtoniana, pela equação da continuidade, equações de Euler e a equação de Poisson.

Ao aplicarmos perturbações de baixa ordem na velocidade, densidade, pressão e no potencial gravitacional nas equações citadas e ao adotarmos a métrica de Friedmann-Robertson-Walker (FRW) para o universo em expansão, podemos analisar a evolução de perturbações no regime linear. Com essas mudanças e ao reescrevermos as equação de fluido ideal em termos da densidade de contraste e combiná-las, chegando à equação de perturbação linear para o contraste de densidade:

$$\ddot{\delta} + 2 \left(\frac{\dot{a}}{a} \right) \dot{\delta} = 4\pi G \bar{\rho} \delta + \frac{c_s^2}{a^2} \nabla^2 \delta + \frac{2}{3} \frac{\bar{T}}{a^2} \nabla^2 S, \quad (2.1)$$

segundo as leis da termodinâmica, S é a entropia específica (S/m), c_s é a velocidade do

som avaliada na perturbação de fundo, dada por $\sqrt{\partial P/\partial \rho}$, e \bar{T} é a temperatura média da perturbação de fundo, $\bar{\rho}$ é a densidade média do meio onde as perturbações se encontram, G é a constante gravitacional, a é o fator de escala do Universo e δ é o contraste de densidade [7, 8].

Os dois últimos termos à direita na equação 2.1 são ambos termos de pressão - o termo $\nabla^2 \delta$ é devido às variações espaciais na densidade, e $\nabla^2 S$ é devido às variações espaciais geradas pela entropia específica (variações de pressão que geram as flutuações devido à expansão e compressão adiabática)[7]. O segundo termo do lado esquerdo da equação representa a supressão do crescimento das flutuações de densidade devido à expansão do Universo, chamado de amortecimento de Hubble, e o primeiro termo do lado direito da equação é o termo gravitacional, que gera o crescimento das perturbações devido à instabilidade gravitacional [7].

A Equação 2.1 descreve a evolução temporal das flutuações de densidade, podendo ser aplicada para uma específica escala de tamanho [8]. Ao considerarmos que a curvatura do Universo pode ser negligenciada, podemos descrever a distribuição espacial através de ondas planas e o campo de perturbação através da sua transformada de Fourier. Assim, podemos reescrever a equação 2.1 utilizando as ondas planas, seu gradiente e laplaciano, na forma:

$$\ddot{\delta}_{\mathbf{k}} + 2 \left(\frac{\dot{a}}{a} \right) \dot{\delta}_{\mathbf{k}} = 4\pi G \bar{\rho} \delta_{\mathbf{k}} - \frac{c_s^2}{a^2} k^2 \delta_{\mathbf{k}} - \frac{2}{3} \frac{\bar{T}}{a^2} k^2 S_{\mathbf{k}}. \quad (2.2)$$

As condições iniciais neste cenário que permitem a criação das flutuações de densidade são: as perturbações de isentropia (adiabática) e de isocurvatura. A isentropia ocorre quando a entropia específica é constante e $\delta_{\mathbf{k}} \neq 0$ e a isocurvatura quando a entropia específica varia e $\delta_{\mathbf{k}} = 0$ [7]. Para condição inicial isentrópica podemos definir $S=0$ e não considerar a expansão do Universo, assim temos que:

$$\ddot{\delta}_{\mathbf{k}} = -\omega^2 \delta_{\mathbf{k}} \quad e \quad \omega^2 = \frac{k^2 c_s^2}{a^2} - 4\pi G \bar{\rho}. \quad (2.3)$$

Essa relação de dispersão ω foi derivada por Jeans in 1902 e, a partir desta, foi definido o comprimento próprio característico, chamando de comprimento de Jeans:

$$\lambda_J \equiv \frac{2\pi a}{k_J} = c_s \sqrt{\frac{\pi}{G \bar{\rho}}}, \quad (2.4)$$

que expressa a distância que uma onda sonora pode viajar em um tempo de queda livre gravitacional, que é proporcional a $(G \bar{\rho})^{-1/2}$ [7, 10, 8]. Para comprimentos de onda maiores que o comprimento de Jeans, temos $\omega^2 < 0$ e, para a situação inversa, temos $\omega^2 > 0$ [7, 8, 10]. No primeiro caso, a gravidade supera a pressão do meio e a solução da Equação 2.3 representa uma onda estacionária com amplitudes exponencialmente crescentes ou

decrecentes com o tempo. A amplitude crescente é chamada de instabilidade de Jeans, que representa a instabilidade gravitacional e dita um valor limite de massa (massa de Jeans) para que haja o crescimento das perturbações de densidade após a era da recombinação do Universo [7, 10]. A massa de Jeans é proporcional ao comprimento de Jeans ao cubo, possuindo assim uma dependência com a temperatura do gás ideal na forma $M_J \propto T^{3/2}$.

Os resultados descritos anteriormente, obtidos pela aproximação Newtoniana de um fluido ideal, somente podem ser estimados para os casos em que as escalas das perturbações são menores que o horizonte no tempo em questão e para fluidos não relativísticos [7]. Caso essas condições não sejam satisfeitas, a melhor aproximação para as perturbações se dá através de perturbações relativísticas, descritas pelas equações de campo de Einstein e pelas equações de Boltzmann [7].

No universo estático, a evolução das perturbações ocorre de maneira exponencial, em um regime onde a densidade de contraste das perturbações é $\delta \ll 1$. Ao considerarmos o termo da expansão do Universo na equação de perturbação linear da densidade de contraste (2.1), temos que a taxa de crescimento no tempo é dada por uma lei de potências $\propto t^\alpha$ (com $\alpha > 0$) que depende do modelo cosmológico adotado [7, 8].

A próxima fase da evolução das flutuações de densidade ocorre quando as regiões de maior densidade chegam a um contraste de ~ 1 , na qual o tamanho físico das perturbações chega ao seu máximo, parando sua expansão e dando início ao colapso gravitacional - saindo do regime linear e entrando no regime não linear [7]. Neste regime não linear, $\delta \gg 1$, e as equações se tornam mais complexas somente com soluções computacionais [7]. O resultado do colapso gravitacional depende especificamente da composição da matéria das flutuações de densidade [7]. A forma mais simplificada do colapso gravitacional é o colapso esférico, onde o mecanismo é regulado pela equação de movimento gravitacional e em diferentes tipos de Universos (assumindo a constante gravitacional nula ou positiva) [8, 7, 10]. Além deste, o colapso pode ser descrito pelo colapso de um elipsoide homogêneo de um fluido ideal com pressão nula [7]. O equilíbrio é alcançado no estágio final do colapso gravitacional através dos mecanismos físicos de relaxamento [8].

A análise de variação de temperatura da radiação cósmica de fundo evidenciou que a matéria bariônica não era suficiente para gerar as estruturas vistas hoje no Universo a partir das perturbações primordiais [8], sendo necessária a introdução de uma nova componente de matéria nos modelos de formação de galáxias para explicar o crescimento das flutuações de densidade - a matéria escura (DM) [8]. Após o desacoplamento da matéria bariônica e da DM, a matéria bariônica cai no poço de potencial das flutuações de DM e, com a virialização do halo de DM, a matéria bariônica se torna distribuída homogeneamente no mesmo [8, 7]. Com a dissipação da energia do gás de matéria através da radiação, diminuindo a sua temperatura até níveis em que a formação de nuvens de gás molecular ocorre, se torna possível a formação de estrelas [8, 7, 10, 9, 11].

2.2 Resfriamento do Gás e a Formação Estelar em Galáxias

Quando as flutuações de densidade alcançam o limiar para que ocorra o colapso gravitacional do gás e da matéria escura, a matéria escura sofre processos de relaxamento que possibilitam a formação de halos de DM, que atraem gravitacionalmente a matéria bariônica formando ondas de choque de bárions que aumentam a entropia do sistema [9, 7, 8]. Em temperaturas acima da temperatura $T > 10^7$ K, o gás se encontra altamente ionizado pelas colisões das partículas presentes, emitindo radiação principalmente através da emissão de elétrons livres pela radiação Bremsstrahlung [9, 7, 8]. Para temperaturas entre $10^4 \text{ K} < T < 10^6 \text{ K}$, a dissipação de energia ocorre principalmente pelos mecanismos de excitação e desexcitação do gás (dependendo fortemente da composição do mesmo) e, para $T < 10^4$ K, o gás está quase totalmente neutro suprimindo o efeito de resfriamento [9]. Ainda assim, nessa temperatura, o resfriamento do gás pode ocorrer através da vibração ou rotação das moléculas no gás e da colisão de elementos pesados [7, 8].

Se o resfriamento do gás ocorre de forma eficiente (rápido), a pressão do gás de matéria bariônica diminui, originando um novo colapso de matéria, seguido pelo alcance do equilíbrio hidrostático no poço de potencial do halo de DM [11, 7, 8, 9]. Com isso, o principal efeito do resfriamento é causar a segregação do halo de DM e da matéria bariônica, acumulando o gás frio de bárions na região central do halo de DM originando a protogaláxia [9, 7, 8]. Com temperaturas baixas, o surgimento de nuvens moleculares gigantes (GMC) ocorre através de mecanismos físicos atualmente pouco conhecidos. As GMC se fragmentam em diversos *clumps* de gás, criando os núcleos pré-estelares onde a formação estelar se torna possível [12, 8].

Os *clumps* de gás molecular da GMC se condensam e quando é alcançado o fim da colapso gravitacional, formam-se as protoestrelas (pré sequência principal) em temperaturas menores que 10^7 K [12, 13]. A protoestrela aumenta sua temperatura pela contração da matéria até que o limite de $T \simeq 10^7$ K é alcançado, permitindo a fusão de Hidrogênio (H) em Hélio (He) e a estrela evolui à sequência principal [13, 12]. A sequência principal é uma região do diagrama de Hertzsprung-Russell (diagrama HR, que relaciona a temperatura superficial da estrela com a sua luminosidade), onde a fusão de H em He é eficiente nas regiões centrais. Dependendo da massa da protoestrela diferentes processos de evolução estelar ocorrem e temos diferentes estágios finais para as mesmas. Para as estrelas de baixa massa (0,08 a 0,45 massas solares - M_{\odot}), o final evolutivo é uma anã branca com núcleo de hélio após a fase de gigante vermelha. Para massas entre 0,45 a $10 M_{\odot}$ temos a ejeção das camadas da estrela em forma de nebulosa planetária, restando ao final uma anã branca com núcleo de carbono e oxigênio. Já para estrelas com massas entre 10 a $25 M_{\odot}$, o estágio final é uma estrela de nêutrons após o colapso das camadas de sua fase supergigante seguida pela explosão de supernova. Finalmente, para estrelas com massas maiores que $25 M_{\odot}$, após a explosão de supernova, a estrela se torna um buraco negro [14].

O processo de formação estelar ocorre através da conversão do gás frio das galáxias em estrelas, gerando o aumento da massa estelar M_* das primeiras. A formação ocorre de acordo com a taxa de formação estelar (SFR), que quantifica a massa de gás convertida em estrelas por unidade de tempo, e a função de massa inicial da galáxia (IMF), que descreve a quantidade de estrelas que nascem em um intervalo de massa e geralmente é descrita por uma lei de potências (como a função de Salpeter) [15]. Segundo o modelo hierárquico *bottom-up* da formação e evolução de galáxias, onde a evolução ocorre devido a encontros sucessivos de galáxias menores até serem formados os sistemas com maior massa, toda a componente gasosa das galáxias já deveria ter esfriado e formado estrelas no universo atual se nenhum mecanismo de supressão de formação estelar existisse. Porém, pelas observações atuais menos de 10% do total de bárions está na forma de estrelas [9]. Acredita-se que a eficiência da formação estelar em galáxias é ditada por esses mecanismos de supressão, comumente associados aos eventos de *feedback* de supernovas e de buracos negros supermassivos ativos no centro das galáxias (AGNs) e a efeitos ambientais como as fusões, colisões, *galaxy harassment* e efeitos de maré [7, 9, 8].

O *feedback* de supernova enriquece o meio interestelar com os materiais ejetados e libera energia através de radiação que reaquece o gás frio da galáxia, suprimindo a formação estelar [9, 7]. Além disso, devido à grande quantidade de energia liberada, super ventos podem ser formados arrastando a componente bariônica para o meio intergalático [8]. O *feedback* de AGN diminui a formação estelar também ao liberar grandes quantidade de radiação - no UV, em raio-X e através de jatos relativísticos de matéria e que emitem em frequência de rádio que reaquecem o gás [7]. Exemplo desses jatos relativísticos pode ser visto na imagem à esquerda da Figura 1, da galáxia Hércules A, feita combinando dados em comprimento de onda no visível do HST e em rádio do *Very Large Array radio telescope* (VLA).



Figura 1 – *Esquerda*: galáxia Hércules A, imagem combinando comprimentos de onda no óptico e rádio. A imagem rádio (cor rosa) mostra os jatos relativísticos gerados pelo *feedback* do AGN da galáxia, a qual é mostrada em cor esbranquiçada pela imagem Hubble - disponível em <https://hubblesite.org/contents/media/images/2012/47/3110-Image.html>. *Direita*: galáxia M82, ou galáxia charuto, com alta taxa de formação estelar (galáxia *starburst*). A imagem combina comprimentos de onda no UV, óptico e IR, incluindo filtros de banda estreita, demonstrando o efeito da interação de M82 com a galáxia M81, que aumentou a taxa de formação estelar da primeira (em comparação à Via Láctea, M82 forma estrelas 10 vezes mais rápido em seu centro) - disponível em <https://www.nasa.gov/feature/goddard/2017/messier-82-the-cigar-galaxy>.

Os efeitos ambientais dinâmicos, como a fusão e colisão de galáxias, levam a mudanças morfológicas que dependem fortemente do ambiente em que estão inseridas [8]. Quando galáxias com massas ($DM + M_*$) similares passam por um processo de colisão (*major mergers*), dependendo dos mecanismos de dissipação de energia e da relação entre a energia potencial e cinética do sistema, uma nova galáxia pode ser formada pela fusão ou o sistema pode não se fundir completamente [7]. Se a razão de massas entre as galáxias em um processo de colisão é grande (*minor mergers*), a fusão pode não ocorrer, tornando a galáxia de menor massa um satélite da galáxia mais massiva [7, 8]. Se as galáxias envolvidas na colisão possuírem grandes quantidades de gás frio, o evento aumenta a formação de estrelas (ou seja, a SFR) ou a atividade de AGNs [7]. O aumento na SFR devido a interações entre galáxias pode ser visto na imagem à direita na Figura 1, onde a SFR da galáxia M82 é influenciada pela sua interação gravitacional com a galáxia M81, tornando-a uma galáxia *starburst* (com alta SFR) - podemos verificar a interação da poeira e do hidrogênio em vermelho (IR) na imagem.

Em *minor mergers*, a galáxia satélite orbita a galáxia hospedeira e é afetada por processos como: a fricção dinâmica, ocorre pela transferência de energia cinética do sistema, a galáxia satélite cai para dentro da hospedeira com órbita espiral; e pelo efeito de maré, que remove a massa das regiões mais externas e pode até dissolver completamente a galáxia satélite [7]. A galáxia satélite sofre forças de maré da galáxia hospedeira e também pelas outras galáxias satélites do sistema, essas interações podem remover o gás, a DM e estrelas da galáxia pelo processo de *tidal stripping* [7]. Acredita-se que os aglomerados

de galáxias são, em certos aspectos, sistemas similares a este, mas maiores e com mais galáxias. Por exemplo, no centro do aglomerado é comum haver uma galáxia supermassiva, possivelmente formada também pelo efeito de fricção dinâmica e consequente decaimento orbital de outras galáxias. Galáxias de aglomerados também experimentam efeitos de maré, do sistema como um todo ou de suas vizinhas. As galáxias nesse ambiente ainda podem sofrer forças de arrasto que retiram o gás da mesma e podem causar formação estelar nas trilhas de gás formadas, esse processo é conhecido com *ram-pressure stripping* e está associado ao meio em que a galáxia se encontra e sua velocidade [7, 16]. Na imagem à direita da Figura 2 pode-se verificar o efeito de *ram-pressure stripping* causado na galáxia ESO 137-001 localizada no aglomerado de Norma e na imagem à esquerda da mesma figura podemos verificar o efeito de interações gravitacionais nas galáxias do par Arp 142, ambas futuramente irão se fundir e formar uma única galáxia.

Outro fator importante em decorrência da formação estelar em galáxias é o enriquecimento químico das mesmas devido à nucleossíntese estelar. O enriquecimento químico ao longo da história do Universo pode ser descrito pelas duas equações de 'evolução química cósmica' (tradução literal de *cosmic chemical evolution*), que são aproximações simples para os processos de enriquecimento complexos [10, 8, 7]. Essas equações descrevem a evolução da massa estelar e do gás contido nas galáxias [8]. A primeira equação descreve a conservação da massa, na qual a taxa de variação temporal da soma das massas estelar e do gás é proporcional ao ganho e/ou perda da matéria bariônica na galáxia [10, 8, 7]. A segunda representa a taxa de variação da massa de elementos pesados ao longo do tempo, de acordo com: a taxa de conversão de estrelas em elementos pesados no meio interestelar; a taxa de formação estelar; a perda de elementos pesados devido à formação de estrelas em ambientes com gás já enriquecido quimicamente; e de acordo com a evolução da abundância de elementos pesados pelo *infall* de matéria bariônica [10].

As soluções das equações de evolução química cósmica mais conhecidas são o modelo de caixa fechada (*closed box model*), modelo de 'aquisição' (*inflow model*) e o modelo de escoamento (*outflow model*) [10]. O modelo de caixa fechada consiste em adotarmos a taxa de aquisição e escoamento da matéria bariônica na galáxia como nulas ao longo do tempo - como se a galáxia estivesse em um sistema fechado - tornando a soma da massa estelar e massa do gás constante em toda história cósmica [10, 8, 7, 17]. O modelo de aquisição consiste em adotarmos que a matéria é adquirida pela galáxia de um reservatório externo e é simplesmente composta por gás primordial (H e He), assumindo que a taxa de aquisição de gás é proporcional à taxa com que as estrelas são formadas [10]. Já o modelo de escoamento de gás assume que a taxa de perda de matéria bariônica na galáxia é proporcional à taxa de eventos de supernova, que também é proporcional à taxa de formação estelar [10].



Figura 2 – *Esquerda*: O par de galáxias Arp 142, conhecidas como pinguim e seu ovo (NGC 2336 é a que tem formato de cabeça de pinguim e NGC 2937 é a elíptica). Essa morfologia diferenciada é devida a interações gravitacionais entre ambas - *major merger* - que futuramente deverão se tornar uma única galáxia. A imagem está em comprimentos de onda no óptico e no infravermelho. Em NGC 2336, há formação estelar ativa atestada pelas cores vermelhas, indicativas de meio interestelar, e azuladas, indicativas de estrelas jovens. Já a galáxia ovo possui uma forma regular, ausência de gás e poeira de onde vêm novas estrelas e um tom mais esverdeado indicando uma população estelar mais velha. Disponível em: <https://images.nasa.gov/details-PIA22092>. *Direita*: galáxia ESO 137-001 (uma das galáxias *Jelly Fish*) presente no aglomerado de Norma. A galáxia sofre o efeito de *ram-pressure stripping* devido a sua alta velocidade (~ 2.000) km/s): ao atravessar o ambiente em que se encontra, a pressão do meio gasoso interno ao aglomerado arranca o gás da galáxia. O gás está em azul na imagem em comprimentos de onda em raio-X. Disponível em: https://images.nasa.gov/details-GSFC20171208_Archive_e001178.

Todos esses processos de formação estelar, evolução dinâmica e química das galáxias em diferentes ambientes ao longo da história do Universo são componentes de suma importância para compreendermos a evolução das galáxias como um todo. Estes modelos são aplicados em simulações hidrodinâmicas e de N-corpos para a reconstituição do processo de formação de galáxias [9]. Além disso, podemos compreender a evolução de galáxias através da análise das suas relações de escala, da evolução da massa estelar e da sequência principal de formação estelar ao longo de diferentes *redshifts*.

2.3 Universo Local

O Universo local é composto por objetos que se encontram em $z < 0,1$, englobando uma região espacial com raio menor que 300 Mpc centrada na nossa Galáxia [18]. As galáxias geralmente são descritas por sua morfologia, como proposto no diagrama de diapasão de Hubble, onde as mesmas são classificadas como espirais, elípticas, lenticulares e irregulares. As galáxias espirais possuem populações estelares jovens e velhas, com formação estelar e enriquecimento químico ativo, apresentam discos rotacionais e braços

espirais que podem ser barrados (pela classificação de Hubble - SBa, SBb ou SBc) ou sem barras (Sa, Sb ou Sc) [19]. A classificação de a, b e c depende do enrolamento dos braços e tamanho do bojo (a - possui bojo maior e braços mais enrolados; b - bojo e braços intermediários; e c - possui bojo menor com braços menos enrolados). As galáxias elípticas são galáxias classificadas entre E0 e E7 no diagrama de Hubble, de acordo com a sua elipticidade: as galáxias E0 são mais elípticas do que as E7, que apresentam formato mais circular. Muitas galáxias esferoidais apresentam estruturas na forma de anéis, barras ou conchas e possuem em geral cores avermelhadas, indicando uma população estelar velha, com pouco gás e com metalicidade crescente em direção ao seu centro [19]. Já as galáxias lenticulares (S0) apresentam bojo central e braços que já converteram o gás em estrelas e as galáxias irregulares (Irr) apresentam formato assimétrico e irregular com formação estelar ativa [19]. Galáxias elípticas são chamadas de *early-type* enquanto as espirais e irregulares são chamadas de *late-type*, mas essa nomenclatura não está associado com a evolução destas populações.

O universo local dispõe de informações sobre os tipos de galáxia e o ambiente em que estão inseridas. Em regiões de baixa densidade (campo) as galáxias mais comumente encontradas são as espirais (61%), seguidas pelas galáxias lenticulares (21%), pelas elípticas (13%) e irregulares (3%) [17]. Já em ambientes de alta densidade (aglomerados), esse cenário se altera, apresentado uma população maior de galáxias elípticas (41%) e lenticulares (48%) e menor população de espirais (11%) [17]. Além disso, sabemos que no universo atual as galáxias anãs são as mais numerosas - estas são classificadas como anãs elípticas e esferoidais, que apresentam baixa formação estelar, ou anãs irregulares, que possuem formação estelar ativa devido à alta quantidade relativa de gás.

As galáxias no Universo local exibem uma distribuição bimodal em diversas propriedades observadas, como em sua morfologia (utilizada no diagrama de Hubble), em suas cores e função de luminosidade (que também possuem correlação com a morfologia das galáxias) [20]. A distribuição de brilho superficial das galáxias locais também apresenta um comportamento bimodal, onde (geralmente) para galáxias esferoidais o perfil de brilho pode ser dado por uma lei de potência, chamada de lei de brilho de Hubble, ou pela lei de $r^{1/4}$ de Vaucouleurs e para galáxias espirais por uma função exponencial [17].

A bimodalidade aparece fortemente na distribuição de cor em diagramas de cor-magnitude (CMD) e de cor- M_* , apresentando dois picos (no vermelho e no azul) bem definidos, chamados de *red sequence* e *blue sequence* [21]. As galáxias na *red sequence* tendem a ser galáxias elípticas com alto brilho superficial e baixa ou nenhuma formação estelar (galáxias quiescentes), enquanto a *blue sequence* é composta por galáxias espirais e irregulares com baixo brilho superficial e formação estelar ativa [20]. Além disso, a região entre estes picos nos diagramas é chamada de *green valley*. As galáxias que se encontram nessa região menos populada são principalmente as que estão em transição de galáxias da

blue sequence para *red sequence* [21]. Essa região de transição é de suma importância para entendermos a evolução das galáxias com formação estelar ativa (espirais e irregulares) até se tornarem quiescentes com quase nenhuma formação estelar [21]. As sequências e o *green valey* podem ser analisados na Figura 3, onde está apresentado o diagrama de cores vs. M_* para galáxias de amostras do SDSS e do GALEX (*The Galaxy Evolution Explorer Satellite*) estudadas por Schawinski et al. (2014).

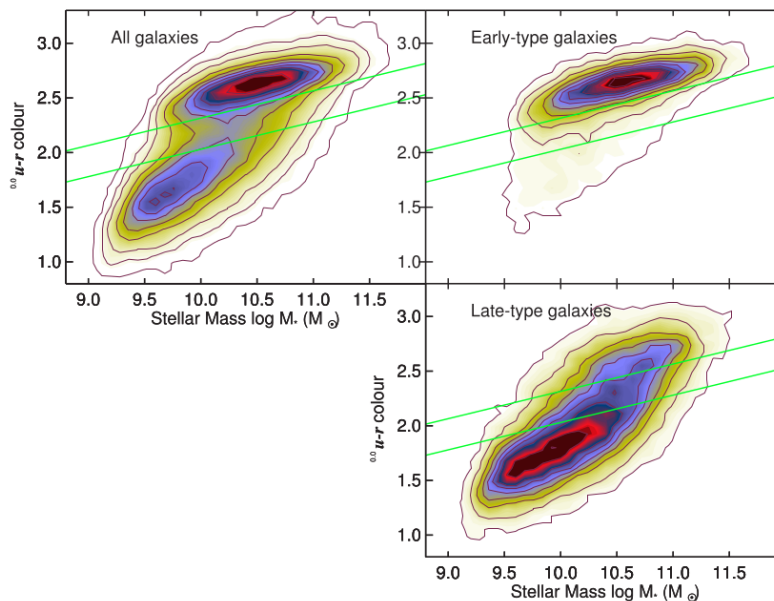


Figura 3 – Diagrama de cor u-r vs. M_* para galáxias do SDSS e GALEX com *redshifts* entre 0,02 e 0,05 onde os contornos na figura são as densidades lineares de galáxias e as linhas verdes representam a região do *green valley*. No topo à esquerda temos o diagrama para todas as galáxias no estudo de Schawinski et al. (2014) onde o efeito bimodal pode ser verificado nas regiões com maior densidade de galáxias. No topo à direita temos o diagrama de cor- M_* para as galáxias *early-type* (elípticas) enquanto no diagrama abaixo temos a densidade de galáxias *late-type* (elípticas). Pelos diagramas podemos verificar que tanto as galáxias *late-type* quanto as *early-type* estão presentes em ambos picos de densidade e que a região do *green valley* representa o declínio gradual da densidade linear de galáxias e possui uma densidade maior de galáxias *late-type* que podem estar em transição para galáxias da *red sequence* [21].

O estudo da bimodalidade se tornou possível com o aumento das amostras de galáxias no Universo local obtidos pelo *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS), como no estudo de Wyder et al. (2007), onde é analisada a bimodalidade da distribuição de galáxias em função das suas cores no óptico e no UV e das magnitudes absolutas das mesmas. Os efeitos que causam a bimodalidade nas cores das galáxias são complexos e as mesmas podem ser oriundas de diferentes mecanismos além da taxa de formação estelar, como por exemplo, a emissão de jatos e radiação do entorno de buracos negros super massivos que ioniza o gás ao seu redor ou pela poeira contida na galáxia que absorve radiação UV e reemite no IR [22]. Exemplos de galáxias típicas (segundo a classificação de Hubble) na

red sequence, *blue sequence* e *green valley* podem ser analisadas na Figura 4 elaborada por Schawinski et al. (2014) com dados do SDSS nas bandas g, r e i.

Outro meio para compreensão do Universo local é através da análise da função de luminosidade das galáxias (LF), que é definida como o número de galáxias por intervalo de magnitude por Mpc^3 e que pode ser descrita pela função de Schechter proposta em 1976, na forma:

$$\Phi(L)d(L) = \Phi_0(L/L^*)^\alpha e^{(-L/L^*)}d(L/L^*), \quad (2.5)$$

onde L é a luminosidade da galáxia, Φ_0 é o fator de normalização, α é o declive na lei de potências observado para galáxias menos luminosas (*faint-end slope*) e L^* é a luminosidade característica [17]. Ao analisarmos os diferentes tipos de morfologias com a função de luminosidade, verificamos que para galáxias irregulares o *faint-end slope* da LF possui inclinação acentuada, enquanto que para galáxias espirais, lenticulares e elípticas possui um perfil mais plano [17].

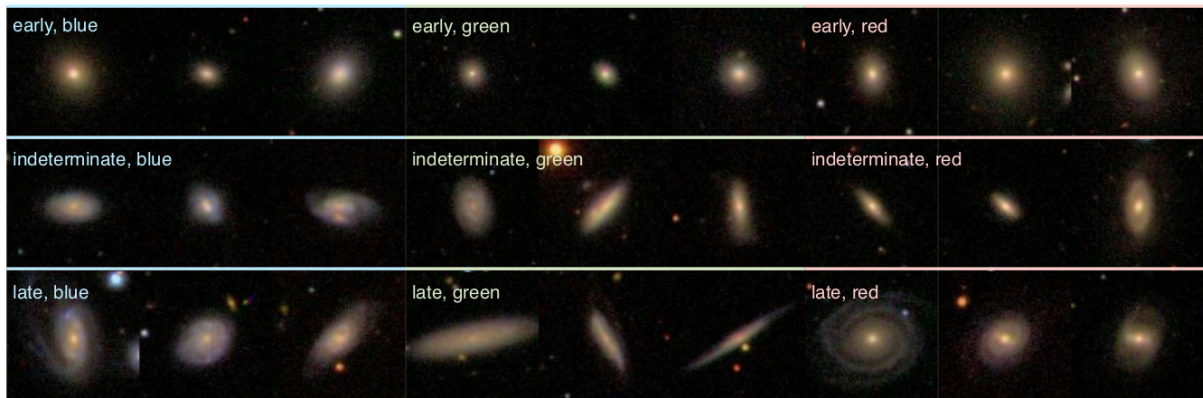


Figura 4 – Exemplos da morfologia de galáxias que se encontram em cada região do diagrama CMD ou cor- M_* de acordo com a classificação de Hubble. A amostra foi selecionada com o Galaxy Zoo utilizando os dados nas bandas g, r e i do SDSS. Na imagem estão apresentados três exemplos de galáxias para a *blue sequence*, *Green Valley* e *red sequence* em cada classificação *early-type*, *intermediate-type* e *late-type*, sendo as intermediárias galáxias entre as *early* e *late-type*. Imagem de Schawinski et al. (2014).

2.4 Universo a Médio e Alto Redshift

Ao contrário do Universo Local, em médio e alto *redshift* a morfologia e estrutura das galáxias apresentam diferentes características, como: o diagrama de diapasão de Hubble não está bem estabelecido em $z \sim 2-3$; há um aumento significativo de galáxias irregulares observadas entre as galáxias SF; e, as galáxias SF e quiescentes possuem raio efetivo (R_e , raio em que metade da luminosidade/massa da galáxia está inclusa) menores do que as galáxias em baixo z [5, 6]. Em $z \sim 2,5-3$, as galáxias que representam 70% da população são as irregulares com formação estelar ativa, enquanto que as galáxias elípticas e espirais

se tornam progressivamente mais comuns com o tempo cósmico e se igualam à população de irregulares em $z \sim 1,4$ [6].

O tamanho compacto de galáxias em $z > 1$ tem sido um dos problemas mais populares no estudo de evolução estrutural de galáxias [6]. Estima-se que estas sejam menores por um fator de 2-5 comparadas às galáxias similares no Universo local. Por exemplo, galáxias quiescentes em $z \sim 2$ possuem um R_e de $\sim 1\text{Kpc}$, enquanto as galáxias de mesma massa no Universo local possuem um raio específico de $\sim 3\text{Kpc}$ [5]. O aumento do R_e destas galáxias ocorre gradualmente com o *redshift*, seguindo uma lei de potências na forma $(1+z)^\beta$, onde β pode variar entre $-0,8$ e $-1,5$ dependendo da população de galáxias estudada [6]. Este processo de evolução ocorre provavelmente devido a *minor mergers* e acredita-se que não está associado à formação estelar nas mesmas [6]. Outro resultado interessante é que as galáxias quiescentes a médio e alto *redshift* apresentam maior densidade superficial de massa estelar ($\rho_s \equiv M_*/\text{Área}$) do que as galáxias SF com mesma M_* [6, 5], indicando que as galáxias quiescentes são mais compactas.

As diferentes descobertas sobre as populações de galáxias em alto e médio z , inicialmente, ocorreram graças às observações de aglomerados de galáxias em alto z , que mostraram um cenário onde os mesmos possuem um excesso de galáxias com cores azuis em comparação às galáxias em baixo z . Esse cenário foi chamado de efeito de Butcher-Oemler, em homenagem aos astrônomos que descobriram o mesmo [23, 24]. Estudos desta população nos aglomerados apresentaram que 50-60% da mesma apresentam fortes linhas de emissão de O_{II} , O_{III} e H_β , indicando alta formação estelar nessas galáxias [23]. Estudos seguintes utilizando telescópios como o HST, possibilitaram analisar a evolução da SFR ao longo da história do Universo e compreender um pouco mais sobre a evolução desta de alto z para o Universo local. Ao estudarmos a densidade volumétrica da SFR ao longo do tempo, vemos que há um rápido aumento desta até $z \sim 2$, na forma $(1+z)^{-2,9}$, onde apresenta um máximo, seguido pelo declínio da mesma na forma $(1+z)^{2,7}$ até o Universo atual [1, 25]. A estreita relação entre a SFR e a M_* (SFR- M_*) das galáxias é conhecida por ser quase linear e é chamada de sequência principal (MS) [25, 1]. Essa relação fortalece um cenário em que o histórico de formação estelar deve ter sido relativamente estável para que este perfil de SFR- M_* exista.

A taxa específica de formação estelar das galáxias (sSFR), definida como a razão entre a SFR (Ψ) e a M_* (sSFR $\equiv \Psi/M_*$), também fornece informações sobre a evolução da conversão de gás de matéria em estrelas e do tempo de dobra da massa estelar nas galáxias - dado pelo inverso da sSFR. A sSFR apresenta um aumento para as galáxias em altos z , na forma $(1+z)^{3,4}$, com um achatamento em $z > 2$ [26]. A mudança da MS ao longo do tempo cósmico é dada pela rápida evolução do ponto zero da mesma [25, 26]. A evolução da sSFR é um pouco mais lenta para galáxias de baixas massas ($M_* < 10^{10}M_\odot$) e com evolução mais rápida para galáxias acima de $10^{10}M_\odot$ [1]. A evolução da sSFR, entre

redshifts de 0,5 a 2,5, pode ser verificada na Figura 5 desenvolvida por Whitaker et al. (2014) - nesta figura podemos verificar que a sSFR era maior em altos *redshifts*.

A SFR pode ser estimada através da conversão da luminosidade no UV e no IR das galáxias devido às emissões de estrelas jovens e massivas no UV e da reemissão pela poeira no IR [26, 5]. A bimodalidade nas cores ocorre também para as galáxias em médio e alto z . Estudos demonstram que o comportamento bimodal já está presente em $z \sim 1$ e com aumento da população de galáxias azuis para z maiores [20].

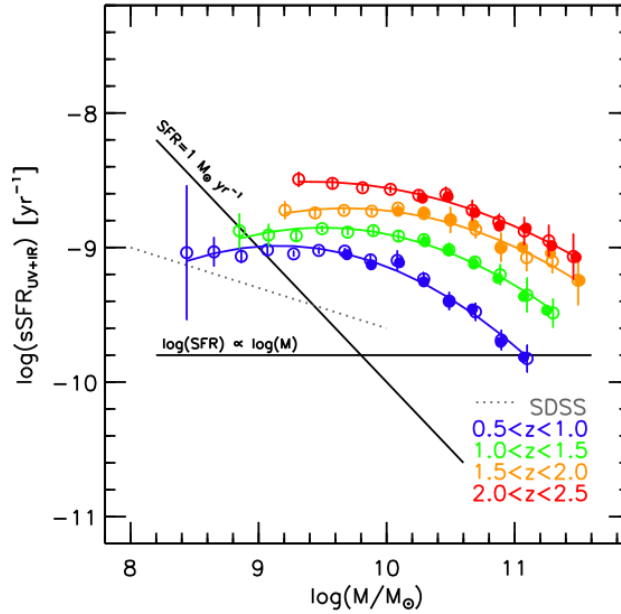


Figura 5 – $\log(\text{sSFR})$ vs. $\log(M_*)$ para 39106 galáxias SF do 3D-HST, CANDELS e do *Spitzer* com *redshifts* entre 0,5 e 2,5 utilizadas no estudo de Whitaker et al. (2014). A linha pontilhada representa os dados do SDSS. Pelo gráfico podemos verificar que o $\log(\text{sSFR})$ possui uma evolução plana para valores de $\log(M_*/M_\odot) < 10$ onde a $\text{SFR} \propto M_*$ evoluindo a sSFR de $\sim 8,5$ dex em alto z para ~ 9 dex em $z < 1$. Para valores de $\log(M_*/M_\odot) > 10$, o $\log(\text{sSFR})$ apresenta uma inclinação que indica uma evolução mais acentuada da mesma nesse regime de massas, evoluindo em ~ -1 dex desde o alto z até $z < 1$.

A função de luminosidade/massa das galáxias SF em alto z pode ser estudada no domínio UV no referencial de repouso das galáxias e é também parametrizada pela função de Schechter (Equação 2.5), que pode ser expressa em função da magnitude absoluta (M) das galáxias, na forma:

$$\phi(M) = \frac{\ln 10}{2,5} \phi^* (10^{0,4(M^*-M)})^{(\alpha+1)} \exp[-10^{0,4(M^*-M)}], \quad (2.6)$$

onde ϕ^* é o fator de normalização (geralmente expresso em Mpc^{-3}) e M^* é a magnitude absoluta característica, geralmente atribuída a luminosidade no referencial inercial de $\lambda = 1500\text{\AA}$ [3]. A altos z , no domínio $4 < z < 8$, há uma rápida evolução da função de luminosidade, em especial da normalização ϕ^* . Essa evolução também depende fortemente

da luminosidade: a densidade espacial de galáxias com $M_{UV} = -21$ evoluiu por um fator 15-20 nesse período, enquanto que para galáxias com $M_{UV} = -18,5$, essa evolução foi bem mais modesta, por um fator 2-3 [3]. Essas características podem ser analisadas na Figura 6, a seguir.

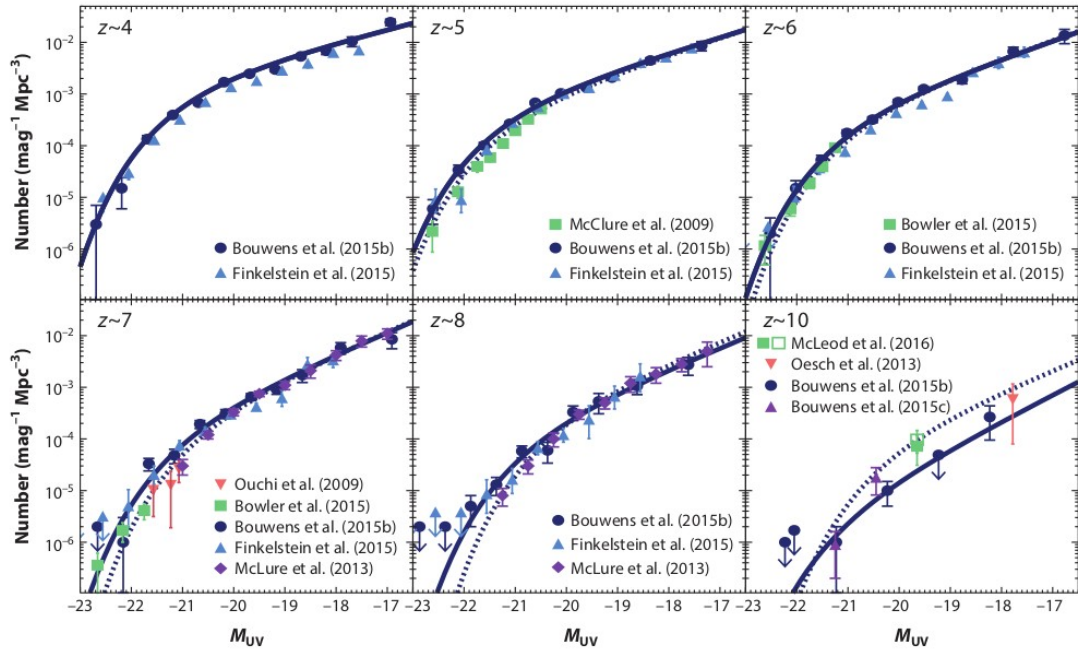


Figura 6 – Evolução da função de luminosidade no UV e no referencial de repouso para galáxias em *redshifts* de $4 < z < 8$, que são apresentadas no *review* de Daniel P. Stark de 2016 com dados de diversos estudos da LF nesse regime z .

Ao ajustarmos os três parâmetros da função de Schechter (ϕ^* , M^* e α) para LF no UV ao longo do tempo cósmico podemos analisar o aumento da massa ou luminosidade das galáxias. A evolução destes pode ser verificada na Figura 7 a seguir, segundo os estudos de Finkelstein et al. (2015), Bouwens et al. (2015b) e Bowler et al. (2015).

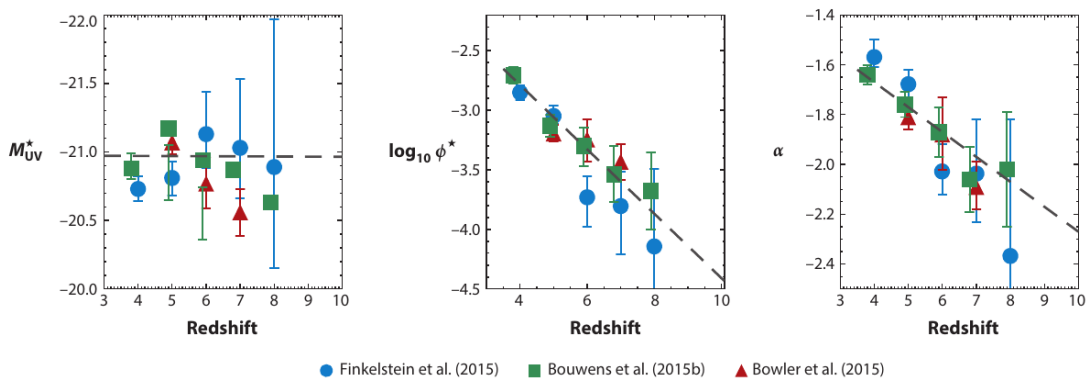


Figura 7 – Evolução dos parâmetros da função de Schechter da LF no UV no referencial de repouso para galáxias em *redshifts* de $4 < z < 8$ apresentadas no *review* de Daniel P. Stark de 2016. A linha pontilhada representa o ajuste dos parâmetros feito por Bouwens et al. (2015b).

Segundo Stark (2016), o declínio na densidade de galáxias para $z > 4$ ocorre devido ao rápido declínio da normalização ϕ^* , onde com o aumento de z temos a normalização cada vez menor na função de luminosidade, e por causa do aumento do declive do *faint-end slope*, α , ao longo do tempo cósmico. Já a evolução acentuada do parâmetro α representa o declínio mais lento para as galáxias menos luminosas (com $M_{UV} = -18,5$). A magnitude absoluta característica (M^*) se mantém aproximadamente constante em $M^* = -21$ entre $4 < z < 8$.

2.5 A Sequência Principal de Formação Estelar, Função de Massa Estelar e Relações de Escala de Galáxias em Médio e Alto z

A relação de escala fundamental para o estudo da evolução de galáxias é a relação entre a taxa de formação estelar e a massa estelar das mesmas (SFR – M^*), definida como a sequência principal de formação estelar (MS). Ao analisar a evolução desta ao longo da história cósmica, podemos prever como as galáxias deveriam evoluir devido à sua taxa de conversão do gás em estrelas [27, 26, 25]. A relação SFR – M^* é representada por um lei de potências, sendo $SFR \propto M_*^\alpha$ [26]. A SFR – M^* foi estudada em *redshifts* de $0,5 < z < 2,5$ por Whitaker et al. (2014) e a evolução desta para galáxias SF pode ser analisada na Figura 8, a seguir. Resultados similares foram publicados por Tomczak et al. (2016).

Pela Figura 8, verificamos que a MS possui um declive mais acentuado para galáxias SF com massas menores que $10^{10} M_\odot$ e menos acentuado para massas maiores que este valor [1]. A evolução da MS no domínio de z entre 0,5-2,5 é mais rápida para as galáxias mais massivas que $10^{10} M_\odot$ (de forma semelhante a sSFR), com uma diminuição da taxa de formação em $\sim 1,5$ dex. Para as galáxias abaixo deste valor de M_* , a SFR apresenta uma diminuição de ~ 1 dex dentro deste período de z . Esse comportamento da MS para galáxias SF menos massivas, chegando a $\sim 0,32 M_\odot$ por ano no Universo entre $0,5 < z < 1,0$, pode estar associada a eventos de *feedback* de supernovas e AGN que diminuem a SFR. Além disso, vemos que a evolução do declive da MS (α) para essas galáxias com massas menores que $10^{10} M_\odot$ é constante em 1, ou seja, $\log(SFR) \propto \log(M)$, enquanto para massas maiores temos α entre 0,3-0,6 nesse regime de z e, também, notamos que o declive é mais íngreme para galáxias em alto z e a evolução rápida do ponto zero da MS indicando a diminuição da taxa de formação estelar com o passar do tempo cósmico [26, 1, 25].

O estudo da MS nos permite compreender os eventos que cessam a formação estelar nas galáxias e analisar o seu histórico de formação de estrelas (SFH) [1]. Ao que tudo indica, segundo observações, o SFH é regular e possui um declínio suave no limite de massa estudado. Isso sugere que a formação de estrelas, em sua maioria, não depende tanto de eventos estocásticos como *starburst* e grandes colisões de galáxias (*major mergers*), mas sim de eventos menos 'violentos' como *minor mergers* e *feedbacks* de supernova [26]. A

MS pode ser analisada também na Figura 9, no painel superior da esquerda, tendo sido originalmente apresentada por Tomczak et al. (2016) para galáxias SF em *redshifts* entre 0,1 e 3,0. As galáxias se mantêm na MS até atingirem uma massa estelar crítica em que a probabilidade de ocorrer uma supressão na formação estelar (*quenching*) aumenta de forma exponencial [2, 1].

Outras relações de escala estudadas em galáxias SF e quiescentes estão dispostas na Figura 9 - retirada do *review* de Schreiber e Wuyts (2020). Podemos analisar a evolução de diversos parâmetros físicos de galáxias entre *redshifts* de 0,1 a 3,0 nesta figura que engloba todo o nosso conhecimento sobre galáxias em médio e alto z. A relação entre a M_* e o tamanho das galáxias dado pelo R_e está apresentada no painel da extrema esquerda da linha de baixo da Figura 9. Esta relação demonstra o aumento do R_e das galáxias com o z decrescente (discutido na seção 2.4). Nesse e em outros painéis da figura, temos a separação entre galáxias SF e quiescentes. As galáxias SF são maiores em tamanho em todo regime de massa e de z mostrado; estas possuem um declive menos íngreme que as quiescentes ($\frac{d\log(R_e)}{d\log(M_*)} = 0,22$), indicando uma evolução mais lenta do mesmo em comparação as galáxias quiescentes - que apresentam declive bem íngreme ($\frac{d\log(R_e)}{d\log(M_*)} = 0,75$). Segundo Schreiber e Wuyts (2020) a evolução do R_e das galáxias SF e quiescentes, com uma mesma massa, ocorre segundo $R_e \propto (1+z)^{-0,75}$ para as SF, enquanto as quiescentes evoluem com z na forma $R_e \propto (1+z)^{-1,48}$.

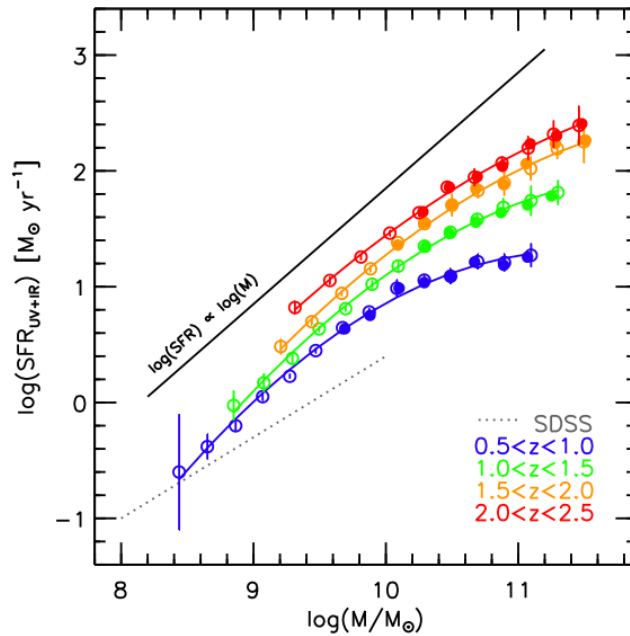


Figura 8 – Taxa de formação estelar (SFR) em M_\odot/ano vs. M_* em M_\odot (sequência principal de formação estelar- MS) para galáxias SF entre *redshifts* de 0,5 a 2,5. O gráfico desenvolvido por Whitaker et al. (2014) com os dados do 3D-HST, CANDELS e do *Spitzer*. A linha preta representa a relação unitária entre a SFR e a M_* , enquanto a linha pontilhada cinza representa a MS estimada por Brinchmann et al. (2004) com os dados do SDSS.

Ao lado da figura da relação $M_* - R_e$ está apresentada a evolução cósmica da densidade superficial de M_* do centro das galáxias (englobando um raio de 1Kpc a partir do centro das galáxias - bojo) [1]. Pelo gráfico vemos que as galáxias SF apresentam um declive mais íngreme que as quiescentes ao longo de z , com nenhuma mudança na forma do declive com o passar do tempo, indicando uma evolução mais lenta. Já as galáxias quiescentes apresentam uma evolução um pouco maior da densidade de massa central em todo regime de massa em $1,5 > z > 0,5$. Em seguida na Figura 9, temos a relação entre a M_* e a metalicidade das galáxias SF [1].

A metalicidade das galáxias depende fortemente da acreção de gás, da nucleossíntese estelar, dos ventos galácticos e da mistura entre os gases [1]. As diferentes metalicidades das galáxias em médio e alto z podem ser parametrizadas de acordo com a abundância de O/H ao longo de diferentes z [1, 28]. Pode-se verificar no gráfico desta relação na Figura 9, que a metalicidade possui um declive maior e uma evolução mais rápida para massas abaixo de $10^{10} M_\odot$ (massa de *turnover*), enquanto para massas maiores a relação se torna mais plana com o passar do tempo cósmico - indicando a saturação da metalicidade para galáxias mais massivas que este valor [28]. Notamos também que as galáxias aumentam sua metalicidade com o passar do tempo cósmico.

A evolução estrutural de galáxias SF em médio e alto z pode ser analisada ao considerarmos o sua estrutura como plana e axissimétrica [1]. Análises em 3D desta galáxias permitiram verificar o formato espacial das mesmas, com galáxias mais prolatas para o regime de menor massa e para as mais massivas um formato mais oblato [1]. Segundo o gráfico da cinemática das galáxias SF, presente na Figura 9, vemos que as galáxias com massas maiores que $10^{10} M_\odot$ apresentam valores da razão entre a velocidade de rotação (v_{rot}) e a dispersão de velocidades (σ_0) maiores do que as galáxias de menor massa [1]. Essa perfil indica que as galáxias no regime de baixa massa além de ser prolatas (alongadas) apresentam maior dispersão de velocidade principalmente em $z = 3$.

A MS e sua evolução (SFR - M_*) em diferentes z também pode ser estudada juntamente com a evolução do fração de conversão do gás frio (nuvens moleculares) em estrelas em galáxias com diferentes massa estelares [1]. Ainda na Figura 9, painel superior direito, podemos analisar essa conversão do gás frio no gráfico da fração de massa do gás molecular em galáxias SF, sendo esta dada por $f_{gas} = M_{gas}/(M_* + M_{gas})$ [25, 1]. Pelo gráfico, vemos que essa fração possui uma evolução rápida com z , principalmente após $z \sim 1,5$, e portanto, uma diminuição do gás molecular por um fator de ~ 10 , sendo esta mais intensa para galáxias mais massivas (indicando a supressão da formação estelar por eventos ambientais) [1].

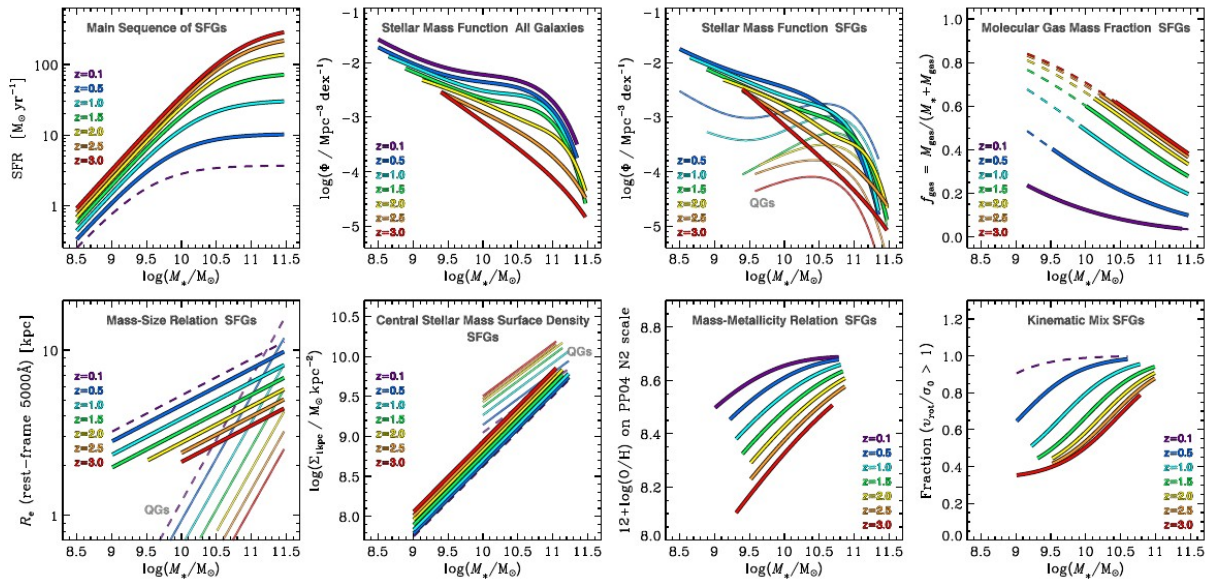


Figura 9 – Figura 4 presente no *review* de Schreiber e Wuyts (2020). *Linha superior*: da esquerda para direita temos a Sequência principal de formação estelar, função de massa estelar para todas as galáxias, galáxias quiescentes e SF e a fração de gás molecular nas galáxias entre $3 > z > 0,1$ obtidas a partir do estudo de Tomczak et al. 2014 e 2016. *Linha inferior*: da esquerda para direita estão apresentadas: a relação entre a M_* e o tamanho das galáxias segundo o seu R_e ; a densidade superficial da M_* central em um raio de 1 Kpc vs. a M_* das galáxias (estas duas relações foram obtidos por van der Wel et al. (2014a) e por Barro et al. (2017a)); a relação entre a M_* e a metalicidade de galáxias SF desenvolvida por Wuyts et al. (2014) e Zahid et al. (2014); e, por fim, a relação entre a cinemática dada pela razão entre velocidade de rotação do sistema (v_{rot}) pela sua dispersão de velocidade (σ_0) e a M_* de galáxias SF obtida de Kassin et al. 2022, Simons et al. 2017, Turner et al. (2017) e Wisnioski et al. (2019). As linhas tracejadas em alguns gráficos representam dados incompletos das amostras e as galáxias quiescentes estão em tons mais claros das cores utilizadas para as SF.

Ao analisarmos as diferentes relações de escala e principalmente a MS podemos compreender a evolução das galáxias em médio e alto z como um todo. Outro importante indicador da evolução de galáxias (objetivo deste estudo) é a função de massa estelar (SMF), que nos demonstra a evolução da massa estelar das galáxias (conversão do gás em estrelas) ao longo de diferentes z. Na Figura 9 está apresentada a evolução da SMF para galáxias SF e quiescentes e, além destas, na Figura 10 temos a SMF obtida por Tomczak et al. (2014) entre z de 0,2 e 3,0 em *bins* de 0,25. No desenvolvimento deste trabalho, nós utilizamos este estudo como base para os métodos e procedimentos de obtenção da SMF.

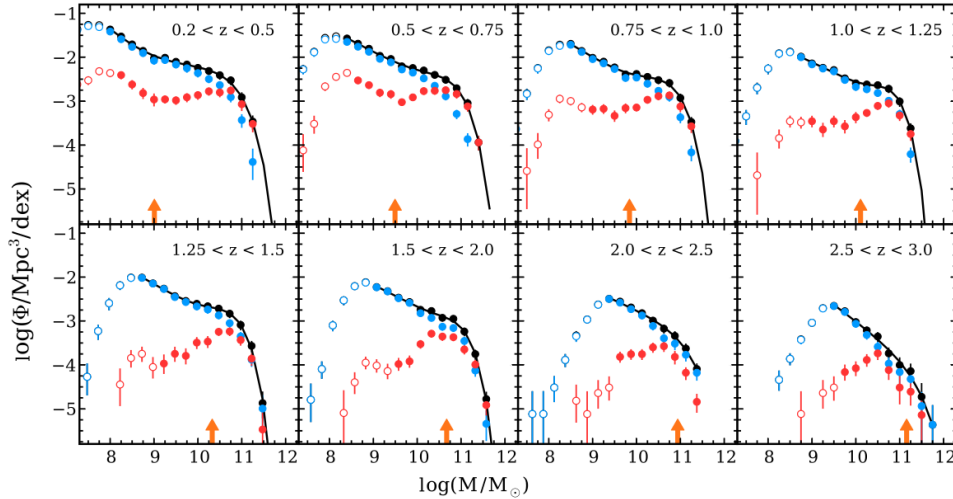


Figura 10 – Função de Massa Estelar (SMF) vs. M_* em *redshifts* entre 0,2 e 3 divididos em *bins* de 0,25. As SMF foram estimadas por Tomczak et al. (2014) com os dados do *FourStar Galaxy Evolution Survey* (ZFOURGE) e do *NEWFIRM Midium Band Survey* (NMBS). Os pontos azuis representam as galáxias SF contidas na amostra. As quiescentes estão indicadas pelos pontos vermelhos, os pontos pretos representam ambas populações e a linha preta é o melhor ajuste da função de Schechter. As flechas laranjas representam o limite de massa em que a amostra do NMBS foi adicionada.

Na Figura 10, verificamos que a SMF apresenta dois picos para galáxias de baixa massas a partir de $z \sim 1,5$ até z menores, que são ajustados por uma lei de potências e, um decaimento exponencial para galáxias mais massivas que $10^{10} M_\odot$. A SMF é bem ajustada por uma função de Schechter simples, como a Equação 2.5, para as galáxias a $z > 2$. Já as galáxias em $z < 1,5 - 2$ são melhores representadas por uma função dupla de Schechter (devido aos dois máximos), na forma:

$$\Phi(M)dM = \ln(10) 10^{(M-M^*)} \exp[-10^{(M-M^*)}] [\Phi_1^* 10^{(M-M^*)\alpha_1} + \Phi_2^* 10^{(M-M^*)\alpha_2}] dM, \quad (2.7)$$

onde $M = \log(M_*/M_\odot)$, $\Phi_{1,2}^*$ são as normalizações da função, M^* é massa característica e $\alpha_{1,2}$ são os declives (*slope*) [29, 1]. Ao analisar os parâmetros ao longo do regime de z , os autores constataam que: a massa característica (M^*) possui pouca evolução, indicando que o/os mecanismos responsáveis pelo decaimento exponencial no regime de altas massas não depende(m) do z ; os declives ($\alpha_{1,2}$), que dominam principalmente o regime de baixas massas, também não apresentam uma evolução significativa com o z ; e, as normalizações ($\Phi_{1,2}^*$) apresentam uma evolução para z entre 0-2, indicando um aumento na densidade de galáxias por Mpc^3 ao longo do tempo cósmico [29]. A fraca evolução do declive no regime de baixas massas ao longo do tempo está de acordo com a evolução do declive da MS dada pela unidade, $\text{SFR} \propto M_*$, neste mesmo regime de massas [1].

No estudo de Tomczak et al. (2014), os autores dividiram sua amostra entre galáxias SF e quiescentes, representadas pelas cores azul e vermelho na Figura 10 respectivamente. A seleção das galáxias SF e quiescentes é feita através de cortes em cor (U-V) vs. (V-J)

nos comprimentos de onda no referencial inercial do UV, visível V e na banda J (IR). Tal método é chamado de diagrama UVJ. Os resultados apresentados pelos autores demonstram uma evolução da SMF mais fraca para as galáxias SF, dada por um fator de 1,5-2,5 para $z < 2$, enquanto para as galáxias quiescentes a evolução em $0 < z < 2$ é de 6 vezes para galáxias mais massivas e de 15-30 vezes para as menos massivas. As quiescentes menos massivas com esse alto fator de evolução se tornam 34% da população atual de galáxias enquanto para $z = 2$ a sua porcentagem era apenas de 7% [29]. Esta característica na evolução da SMF das galáxias quiescentes com massas menores indica a existência de fenômenos de supressão da formação estelar nas mesmas e uma dependência com o ambiente em que essas estão inseridas, sendo o principal causador desta ainda indefinido [29, 30].

As relações citadas nesta seção se provam importantes indicadores da evolução das galáxias se estudados em conjunto. Com a introdução de estudos com a distribuição espacial dos objetos em alta resolução, podemos analisar tanto a componente bariônica das galáxias quanto a cinemática do potencial gravitacional (também da DM) e os processos de *feedback* e *mergers* [1].

3 DADOS E MÉTODOS

Neste estudo, nós utilizamos o catálogo fotométrico de mais de 70.000 galáxias proposto por Straatman et al. em 2016, obtido através do *FourStar Galaxy Evolution Survey* (ZFOURGE). O *survey* cobre uma área de 400 arcmin^2 nos campos do CDFS [31], COSMOS [32] e UDS [33], sobrepondo o campo do CANDELS, com uma profundidade em 5σ de 25,5-26,5 magnitudes na banda K_s no sistema AB e com *seeing* de $\sim 0.5''$ [34, 29]. O catálogo contém informações obtidas pelas observações nos 3 campos do *FourStar* em 5 filtros no infravermelho próximo (J_1, J_2, J_3, H_s e H_l) e imagens profundas na banda K_s . Além destes, são adicionados dados fotométricos do UV até o infravermelho (0,3 até $8\mu\text{m}$) de diferentes *surveys* públicos [34]. As funções de transmissão dos filtros presentes no catálogo podem ser verificadas na Figura 11.

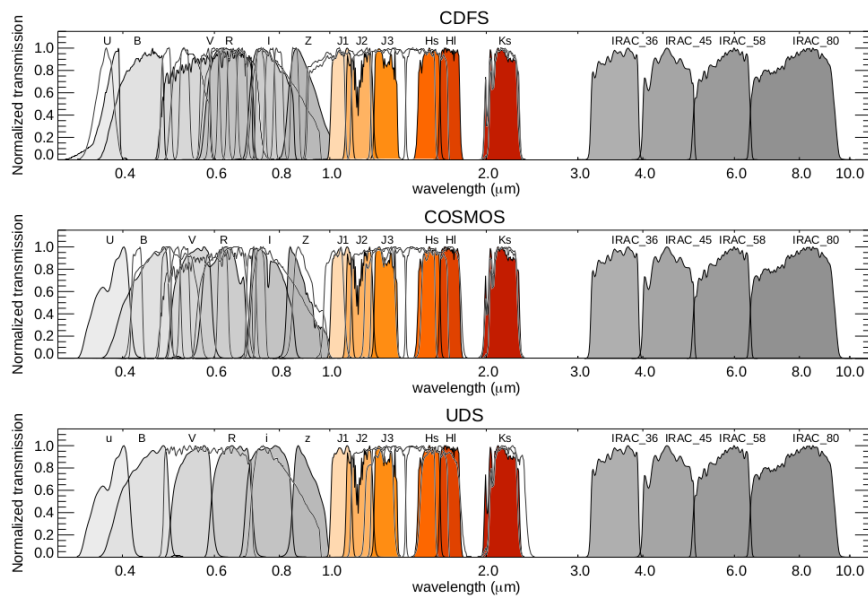


Figura 11 – Transmissão normalizada dos filtros do ZFOURGE em cada campo UDS (26 bandas), COSMOS (37 bandas) e CDFS (40 bandas). Os filtros do UV são U, V, B, R, I e Z e os filtros do *Spitzer*/IRAC estão em cinza enquanto os filtros do *FourStar* estão coloridos. Fonte: [34].

Os campos do CDFS, COSMOS e UDS contêm 40, 37 e 26 bandas respectivamente. Os filtros adicionais do catálogo do CDFS são provenientes dos seguintes *surveys*: CFHT/WIRCAM/K; ESO/MPG/WFI/ U_{38} , V, R_c ; HST/ACS/B, V, I, Z, F606W, F814W; HST/WFC3/F098M, F105W, F125W, F140W, F160W; VLT/VIMOS/U, R; Subaru/Suprime-Cam em 11 bandas do óptico médio; *Spitzer*/IRAC/3.6, 4.5, 5.8, $8\mu\text{m}$; e dados do Herschel/PACS/100, $160\mu\text{m}$. Os campos do COSMOS e UDS também possuem os filtros do HST/WFC3 citados acima, HST/ACS/F606W, F814W, Subaru/Suprime-

Cam/B, V, R, i, z e *Spitzer*/IRAC/3.6, 4.5 μm e para 5.8 e 8 μm são os dados do S-COSMOS e spUDS [34]. Além dos citados, para o COSMOS temos as bandas adicionais do CFHT/u, g, r, i, z; Subaru/Suprime-Cam óptico médio; e UltraVISTA/Y,J,H, K_s [34]. Já para o UDS, as bandas adicionais são do CFHT/MegaCam/U; UKIRT/WFCAM/J, H, K_s e VLT/HAWK-I/Y [34]. Todos os campos possuem dados do *Spitzer*/MIPS no infravermelho distante de 24 μm [34]. O total de objetos em cada campo é de 30.911 para o CDFS, 20.786 para o COSMOS e 22.093 para o UDS, totalizando em 73.790 galáxias.

Com este catálogo, nós obtivemos redshifts fotométricos (z_{foto}) para todas as galáxias utilizando todos os filtros dos campos com correspondência nos filtros do código EAZY (seção 3.1). Das 73.790 galáxias, nós selecionamos ~ 20.000 galáxias, sendo 1/3 em cada um dos três campos, com melhor razão S/N e com z_{foto} entre $0,5 < z < 3,0$. Essa escolha de amostra foi baseada na capacidade computacional disponível para obter as massas estelares através do código *Multi-wavelength Analysis of Galaxy Physical Properties* (MAGPHYS), descrito na seção 3.2. Além disso, algumas galáxias possuem *redshifts* espectroscópicos (z_{spec}) dentro do nosso corte em z e nesses casos estes foram utilizados para determinar as massas estelares ao invés do z_{foto} . Com isso, o número total da amostra utilizada para a análise da função de massa estelar foi de 19.935 galáxias (somando os três campos do ZFOURGE).

3.1 Redshift Fotométrico

Determinar *redshifts* para as galáxias é de suma importância para a análise de sua formação e evolução. A alta qualidade de dados fotométricos atuais em várias bandas e a dificuldade de obtermos espectros de galáxias com resoluções maiores do que $R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} \sim 25$, tornam os redshifts fotométricos a melhor alternativa atual para analisarmos estatisticamente a evolução de galáxias [35].

Os *redshifts* fotométricos da nossa amostra foram obtidos através do código EAZY desenvolvido por Brammer, Van Dokkum e Coppi em 2008. O código foi desenvolvido especificamente para analisar amostras de galáxias com *bias* ou dados espectroscópicos incompletos [35].

O EAZY recebe como arquivo de entrada uma tabela com os fluxos e seus erros em diferentes filtros para elaboração da SED observada. O algoritmo básico consiste em, para *redshifts* entre $0.01 < z < 4$, ajustar a melhor *template* à SED observada da galáxia [35]. O ajuste é feito pela minimização de um χ^2 e em espaço linear, conforme:

$$\chi_{z,i}^2 = \sum_{j=1}^{N_{\text{filt}}} \frac{T_{z,i,j} - F_j}{(\delta F_j)^2}, \quad (3.1)$$

onde $T_{z,i,j}$ é o fluxo da *template* sintética i no filtro j para um *redshift* z , F_j é o fluxo

observado no filtro j e δF_j é a incerteza no filtro j [35]. Como a maioria das galáxias não são representadas por um única *template* e sim por um conjunto delas, o código gera a melhor *template* ajustada através de combinações lineares determinadas pelos coeficientes α_i em:

$$T_z = \sum_{i=1}^{N_{temp}} \alpha_i T_{z,i}. \quad (3.2)$$

A quantidade de *templates* a serem ajustadas simultaneamente é determinada pelo usuário, com opções entre uma, duas ou N *templates*, sendo α_i determinado pelo método de mínimos quadrados para os dois primeiros casos e para o último através de iterações segundo o algoritmo proposto por Sha et al. (2007) [35]. Em nossa amostra, optamos pelo ajuste simultâneo das $N=8$ *templates* propostas pelos autores e que podem ser verificadas na Figura 12.

As *templates* apresentadas na Figura 12 foram baseadas em modelos de síntese de populações estelares e selecionadas através do algoritmo *nonnegative matrix factorization* (NMF), utilizado pelo código kcorrect de Blanton e Roweis (2007) - BR07. O algoritmo recebe um conjunto grande de N_i modelos iniciais sintéticos e gera N_f *templates* finais que melhor descrevem os dados fotométricos do catálogo inicial de modelos. Os N_i modelos são provenientes da biblioteca PÉGASE de Fioc e Rocca-Volmerange (1997) e de uma amostra sintética de galáxias geradas em um cone de 1 deg^2 através do modelo semi-analítico (SAM) de Blaizot, 2005 e De Lucia e Blaizot(2007) - baseado na Simulação do Milênio [36, 35].

O código utiliza funções de erros para as *templates*, que buscam incorporar as incertezas da variação na qualidade de calibração dos modelos de síntese de populações estelares em todos os λ e a dificuldade de reproduzir os diferentes históricos de formação estelar (SFH) e extinção por poeira das galáxias, que variam tanto localmente quanto em diferentes *redshifts* [35]. O cálculo da função de erro ocorre através da convergência da subtração em quadratura dos erros fotométricos e uma função criada com os resíduos do melhor ajuste da *template*, a função final apresenta erros maiores para o UV, onde a extinção pela poeira é maior, e no NIR, onde as isócronas são incertas, e os erros menores estão entre $3500 < \lambda < 9000 \text{ \AA}$, onde as isócronas são bem calibradas [35]. Além disso, o EAZY também utiliza *priors* Bayesianas em magnitude aparente para diminuir a degenerescência na estimação de z_{foto} geradas pelas cores das *templates*, na forma:

$$p(z|m_{0,i}) \propto z^{\gamma_i} \exp \left[- \left(\frac{z}{z_{0,i}} \right)^{\gamma_i} \right], \quad (3.3)$$

onde $m_{0,i}$ é o bin i em magnitude, γ_i e $z_{0,i}$ são os parâmetros ajustados na distribuição do *redshift* utilizando a amostra SAM [35].

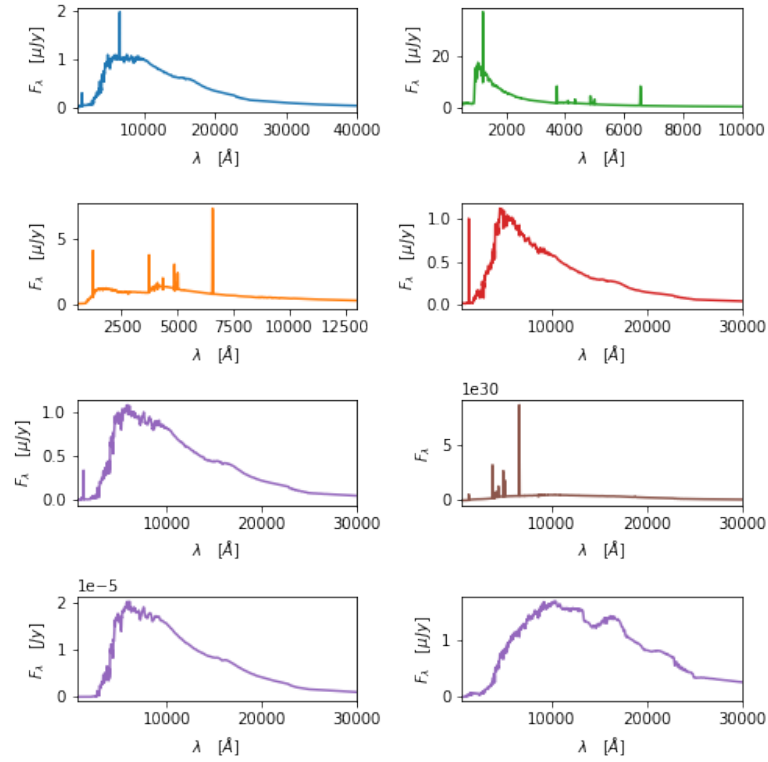


Figura 12 – As 8 *templates* utilizadas pelo código EAZY no ajuste da SED observada de cada galáxia, obtidas com a biblioteca de modelos PÉGASE [37] e do modelo SAM [38].

Na estimação do z_{foto} é utilizada a *prior* e a verossimilhança estimada computadas a partir das *templates* ajustadas para calcular a distribuição de probabilidade *posterior* do *redshift* para cada galáxia, conforme:

$$p(z|m_0, C) \propto \exp\left[-\frac{\chi^2(z)}{2}\right] p(z|m_0). \quad (3.4)$$

Dada a *posterior*, o código estima dois valores de z_{foto} , z_p e z_{mp} , onde o primeiro é o máximo da probabilidade $p(z|m_0, C)$ e o segundo é o valor marginalizado sobre a *posterior* [35]. Ao adicionar as *priors*, geralmente há melhoras na estimação de z_{foto} mas, em alguns casos, conforme a figura 8 do artigo de Brammer et al. (2008), para $z_{\text{spec}} > 3.5$ e $z_{\text{spec}} < 1$, a discriminação dos picos de probabilidade não ocorrem mesmo utilizando-a. Nós optamos por selecionar z_p como *redshift* fotométrico para estimar a massa estelar das galáxias e analisar a SMF ao longo do tempo. Como não utilizamos as *priors*, devido as mudanças necessárias nos pontos zeros do código, a Equação 3.4 se torna: $p(z|m_0, C) \propto \exp[-\chi^2(z)/2]$ e z_p e z_{mp} são estimado utilizando apenas a verossimilhança das melhor *template* ajustada aos dados.

3.2 Determinação das Massas Estelares

Com as SEDs observadas da nossa amostra e estimados os seus *redshifts* fotométricos, utilizamos o código MAGPHYS proposto por Cunha et al (2008) para obter os parâmetros físicos das galáxias entre $0,5 < z < 3,0$, principalmente, as suas massas estelares (M_*). O MAGPHYS é baseado em um modelo amplamente empírico para interpretar as SEDs do infravermelho médio e distante de galáxias equivalente as emissões no UV, no óptico e infravermelho próximo [39].

O modelo utiliza de diversos códigos para estimar a emissão estelar, o atenuamento pela poeira e a emissão no IR da mesma. A emissão estelar é computada utilizando o código de síntese de populações estelares de Bruzual e Charlot (2003) que prediz a evolução espectral das populações estelares de cada galáxia, com diferentes metalicidades e SFH, utilizando a IMF de Chabrier (2003), em λ entre $9,1nm$ até $160\mu m$ e idades entre 10^5 anos a 2×10^{10} anos [39]. O atenuamento da luz estelar pela poeira é determinado utilizando o modelo de duas componentes de Charlot e Fall (2000), que se baseia no fato de que a nuvem de gás molecular, onde as estrelas são formadas, se dissipa em uma escala de tempo de aproximadamente 10 milhões de anos - antes disso a luz das estrelas jovens é atenuada pela nuvem de gás de sua origem e também pelas nuvens no ISM [39].

Os autores adotaram que a luminosidade por unidade de comprimento de onda que é emitida por uma galáxia como:

$$L_\lambda = \int_0^t dt' \psi(t-t') S_\lambda(t') \exp[-\hat{\tau}_\lambda(t')], \quad (3.5)$$

onde $S_\lambda(t')$ é a luminosidade por unidade de λ por unidade de massa emitida por estrelas de uma população estelar simples (SSP) com idade t' , $\psi(t-t')$ é a evolução com o tempo da taxa de formação estelar ($SFH \propto \gamma^2 t e^{-\gamma(t-t')}$) e $\hat{\tau}_\lambda(t')$ representa as diferentes atenuações que afetam as estrelas na galáxia - é a profundidade ótica efetiva de absorção pela poeira vista pela estrela com idade t' [39, 40, 41]. Além disso, os autores computam as luminosidades emergentes para as linhas de Balmer H_α e H_β do hidrogênio, emitidas pelas estrelas na sua nuvem originária, também utilizando o mesmo modelo de Charlot e Fall (2000) [39, 40, 41].

A profundidade ótica $\hat{\tau}_\lambda(t')$ é definida como:

$$\hat{\tau}_\lambda(t') = \begin{cases} \hat{\tau}_\lambda^{BC} + \hat{\tau}_\lambda^{ISM} & \text{para } t' \leq t_0, \\ \hat{\tau}_\lambda^{ISM} & \text{para } t' > t_0, \end{cases} \quad (3.6)$$

onde $\hat{\tau}_\lambda^{ISM}$ é o atenuamento devido à poeira no ISM, $\hat{\tau}_\lambda^{BC}$ é o atenuamento pela nuvem de nascimento da estrela (BC) (ambos dependem da distribuição espacial e das propriedades na banda do visível da poeira) e t_0 é o tempo de 'início' da dissipação da nuvem de gás molecular - 1×10^7 anos [39]. Assim, a dependência em λ é dada por:

$$\hat{\tau}_\lambda^{BC} = (1 - \mu)\hat{\tau}_V \left(\frac{\lambda}{5500\text{\AA}} \right)^{-1,3}, \quad (3.7)$$

$$\hat{\tau}_\lambda^{ISM} = \mu\hat{\tau}_V \left(\frac{\lambda}{5500\text{\AA}} \right)^{-0,7} \quad e \quad \mu = \frac{\hat{\tau}_V^{ISM}}{\hat{\tau}_V^{BC} + \hat{\tau}_V^{ISM}}, \quad (3.8)$$

sendo $\hat{\tau}_V$ a profundidade ótica da poeira vista pelas estrelas jovens na banda do visível e μ a fração desta que se encontra no ISM [39].

O modelo descreve a radiação que é absorvida pela poeira e posteriormente reemitida no infravermelho como a soma das luminosidades da poeira no ISM (L_d^{ISM}) e na nuvem de nascimento das estrelas (L_d^{BC}), sendo essas definidas como:

$$L_d^{BC}(t) = \int_0^\infty d\lambda (1 - e^{-\hat{\tau}_\lambda^{BC}}) \int_0^{t_0} dt' \psi(t - t') S_\lambda(t'), \quad (3.9)$$

$$L_d^{ISM}(t) = \int_0^\infty d\lambda (1 - e^{-\hat{\tau}_\lambda^{ISM}}) \int_0^{t_0} dt' \psi(t - t') S_\lambda(t'). \quad (3.10)$$

A reemissão desta radiação no infravermelho usualmente é atribuída aos hidrocarbonetos policíclicos aromáticos (PAHs) e aos grãos pequenos e grandes da poeira que são seus principais constituintes em galáxias *Star Forming* [39]. Os grãos pequenos, com tamanhos menores que $0.01 \mu m$, absorvem os fótons no UV, são aquecidos estocasticamente a altas temperaturas e geram um espectro contínuo suave no IR médio para $\lambda \sim 40 \mu m$ [39]. Os grãos maiores ($0,01$ a $0,25 \mu m$) entram em equilíbrio térmico com o campo de radiação e emitem no IR distante. Os autores adotaram dois tipos destes grãos com diferentes temperaturas: quentes, com 30 a 60 K, pertencentes ao ISM e nas nuvens de origem das estrelas; e frios, com 15 a 25 K, distribuídos somente no ISM [39].

As moléculas de PAHs, após serem excitadas a níveis de energia maiores pela absorção de fótons no UV, produzem fortes linhas de emissão com comprimento de onda entre 3 e $20 \mu m$ [39]. No modelo, Cunha et al. (2008) adotam uma *template* fixa para descrever a emissão pelas moléculas de PAHs, proposta por obtida por Madden et al (2006) através das observações do *Infrared Space Observatory* (ISO) da nuvem de gás molecular da M17 SW. A *template* é estendida pelos autores para comprimentos de onda mais azuis que $5 \mu m$ adotando um perfil Lorentziano. A distribuição de energia espectral dos PAHs é dada pela Equação 3.11, onde L_λ^{M17} é a SED de M17 SW:

$$l_\lambda^{PAH} = L_\lambda^{M17} \left(\int_0^\infty d\lambda L_\lambda^{M17} \right)^{-1}. \quad (3.11)$$

Além disso, a componente do espectro do IR médio com emissões entre $\lambda \sim 3$ e $5 \mu m$, descoberta na análise do espectro de 45 galáxias SF obtidas pelo ISO/ISOPHOT de Lu et al. (2003), é implementada através do modelo de corpo cinza (l_λ^{Td}) - modelo de corpo negro modificado onde a radiação é absorvida parcialmente pelo objeto [39].

As emissões dos grãos maiores de poeira também é implementada pela autores com o modelo de corpo cinza e a emissão no contínuo dos grãos menores é dada pela soma de dois corpos cinza com temperaturas $T_d = 130$ e 250 K (l_λ^{MIR}), de acordo com as equações:

$$l_\lambda^{T_d} = \kappa_\lambda B_\lambda(T_d) \left[\int_0^\infty d\lambda \kappa_\lambda B_\lambda(T_d) \right]^{-1}, \quad (3.12)$$

$$l_\lambda^{MIR} = (l_\lambda^{250} + l_\lambda^{130}) \left[\int_0^\infty (l_\lambda^{250} + l_\lambda^{130}) \right]^{-1}. \quad (3.13)$$

Onde $B_\lambda(T_d)$ é a função de Planck a uma temperatura T_d e κ_λ é o coeficiente de absorção da massa de poeira dado por $\kappa_\lambda \propto \lambda^{-\beta}$, onde β é o índice de emissividade da poeira.

Considerando todos esses aspectos, Cunha et al. (2008) descrevem a SED no infravermelho criada pelas nuvens de nascimento das estrelas de acordo com a Equação 3.14. Onde ξ_{PAH}^{BC} , ξ_{MIR}^{BC} e ξ_W^{BC} são as contribuições relativas dos PAHs, dos menores grãos e dos grãos maiores de poeira do tipo quente à luminosidade total da nuvem; l_λ^{PAH} , l_λ^{MIR} e l_λ^W são os resultados para as três componentes utilizando o modelo de corpo cinza; L_d^{tot} é a luminosidade total reemitida pela poeira no infravermelho (Equação 3.9); f_μ é a fração desta luminosidade total emitida pela poeira no ISM e T_C e T_W são as temperaturas adotadas para os dois tipos de maiores grãos de poeira - frios e quentes [39]. Da mesma forma, a SED do meio interestelar é dada pela Equação 3.15, onde ξ_C^{ISM} é a contribuição dos grãos maiores de poeira do tipo frio. Utilizando destas equações, a distribuição espectral de energia total de uma galáxia é definida como a soma de $L_{\lambda,d}^{BC}$ e $L_{\lambda,d}^{ISM}$ [39].

$$L_{\lambda,d}^{BC} = \left(\xi_{PAH}^{BC} l_\lambda^{PAH} + \xi_{MIR}^{BC} l_\lambda^{MIR} + \xi_W^{BC} l_\lambda^{T_W^{BC}} \right) (1 - f_\mu) L_d^{tot} \quad (3.14)$$

$$L_{\lambda,d}^{ISM} = \left(\xi_{PAH}^{ISM} l_\lambda^{PAH} + \xi_{MIR}^{ISM} l_\lambda^{MIR} + \xi_W^{ISM} l_\lambda^{T_W^{ISM}} + \xi_C^{ISM} l_\lambda^{T_C^{ISM}} \right) f_\mu L_d^{tot} \quad (3.15)$$

A principal característica do modelo proposto utilizado no código MAGPHYS é construir as SEDs das galáxias através de combinações das SEDs no UV, óptico e infravermelho - considerando a conservação de energia e que a poeira do meio interestelar é aquecida somente pela emissão estelar, sem influência de núcleos ativos de galáxias [39]. A energia absorvida pela poeira descrita por L_d^{ISM} e L_d^{BC} , pode ser originada por diferentes tipos de SFH, metalicidades e características físicas da poeira e reemitida com diferentes parâmetros ξ_{PAH} , ξ_{MIR} , ξ_W , ξ_C e temperaturas T_C e T_W [39].

O MAGPHYS utiliza do modelo descrito acima para criar as bibliotecas de SEDs *templates* para diferentes *redshifts*, utilizando das diferentes combinações de parâmetros citados anteriormente [39]. O código utiliza o ajuste de minimização de χ^2 das SEDs observadas com as SEDs *templates* para estimar os parâmetros físicos das galáxias [42].

O MAGPHYS então constrói uma função de distribuição de probabilidade para cada parâmetro físico a ser estimado pelo modelo e pesa cada parâmetro pela probabilidade do modelo ajustado dada pela $\exp(-\chi^2/2)$ [42, 39]. Os melhores ajustes dos parâmetros são a média da função de densidade probabilidade resultante, com um intervalo de confiança de $\pm 1\sigma$ [39].

Nós utilizamos o MAGPHYS para estimar a massa estelar das ~ 20.000 galáxias da nossa amostra para posterior comparação com a literatura e análise da função de massa estelar em diferentes épocas do Universo. O código recebe um arquivo de entrada com os fluxos nos diferentes filtros de cada galáxia, ordenados de forma crescente, e um arquivo com a correspondência dos filtros, também em ordem crescente. Ele permite escolher um *grid* de *redshift* para construção dos modelos ou utilizar o *redshift* informado no arquivo de entrada dos fluxos. O tempo total para o MAGPHYS analisar uma galáxia e construir a sua biblioteca de modelos foi de ~ 5 minutos, devido a esse tempo reduzimos a amostra do ZFOURGE para ~ 20.000 galáxias para que pudéssemos obter resultados dentro de um período de três meses.

3.3 Determinação da Função de Massa Estelar (SMF)

A função de massa estelar foi estimada de acordo com o método proposto por Tomczak et al. (2014), que se baseia nos processos para combinar diversos campos de *Surveys*, descritos por Avni e Bahcall (1980). Para o cálculo, nós separamos a amostra em *bins* de *redshift* de tamanho $\Delta z = 0,25$ entre $0,5 < z < 1,5$ e $\Delta z = 0,5$ entre $1,5 < z < 3$. Para cada um desses *bins* em z , as galáxias foram separadas em *bins* de $\log(M_*/M_\odot)$, com tamanhos de $\Delta \log(M_*/M_\odot) = 0,25$ no intervalo $8 < \log(M_*/M_\odot) < 12$. Além disso, nós analisamos a completeza da amostra em cada *bin* de z visualmente através do gráfico de z versus $\log(M_*/M_\odot)$ (Figura 13) e de acordo com a Figura 2 de Tomczack et al. (2014) - somente galáxias com massas estelares acima destes valores foram consideradas para o cálculo da função de massa estelar. Dessa forma, o limite de massas utilizado foi entre $8,5 < \log(M_*/M_\odot) < 12$.

A SMF ($\Phi(M_*)$) foi calculada de acordo com a equação:

$$\Phi(M_*) = \frac{d^2 N}{d \log(M_*/M_\odot) dV} = \frac{1}{\Delta \log(M_*/M_\odot)} \sum_{i=1}^N \frac{1}{V_c}, \quad (3.16)$$

onde $\Delta \log M = 0,25$ é o tamanho do bin de $\log(M_*/M_\odot)$, N é o número total de galáxias pertencentes a esse bin e V_c é o volume esférico próprio comóvel dentro do bin de *redshift* e na área do ZFOURGE, de 316^2 . Os valores de V_c são os mesmos para cada bin de z [29, 30]. O número de galáxias em cada bin de z e os valores de V_c são listado na Tabela 1.

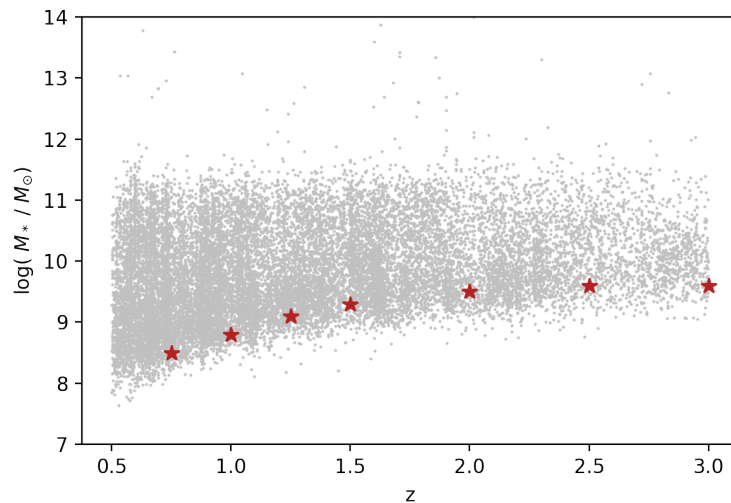


Figura 13 – Distribuição de $\log(M_*/M_\odot)$ para cada z . Os valores de M_* foram obtidos com o MAGPHYS para a amostra de 19935 galáxias descrita no texto. As estrelas vermelhas representam o limite inferior de completude de cada bin em z . Somente massas acima destes valores foram consideradas para o cálculo de $\Phi(M_*)$.

<i>bins</i> em z	# Galáxias	Volume [Gpc^3]
0,5 - 0,75	4565	105,58
0,75 - 1	3505	155,73
1 - 1,25	2561	195,28
1,25 - 1,5	2178	223,81
1,5 - 2	3695	497,80
2 - 2,5	2219	524,80
2,5 - 3	1212	523,93

Tabela 1 – Número total de galáxias com $\log(M_*/M_\odot)$ entre 8 e 12 em cada *bin* de *redshift*. Volume comóvel V_c para cada bin de z . O valor de V_c foi estimado pelo volume esférico de cada bin.

O V_c é o mesmo para as galáxias que se encontram no mesmo bin de z , essa escolha é possível devido a amostra estar dentro dos limites de completude. O cálculo da distância própria foi realizado utilizando a plataforma online de Edward L. Wright (2018) com os valores dos parâmetros cosmológicos de $\Omega_m = 0,3$, $\Omega_\lambda = 0,7$ e $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Com os valores de $\Phi(M)$ para cada *bin* de $\log(M_*/M_\odot)$, nós analisamos o formato da SMF nos diferentes *bins* de z .

4 RESULTADOS

Nesta seção estão apresentados os resultados obtidos utilizando as metodologias da seção 3. Primeiramente são discutidos os resultados da estimativa dos z_{foto} com o código EAZY e sua comparação com os dados disponíveis no artigo de Straatman et al. (2014). Em seguida, são apresentados os resultados do código MAGPHYS para as massas estelares e a análise destas em comparação com as massas obtidas pelos autores do ZFOURGE. Por fim, é apresentada a evolução da SMF, em conjunto e separadamente para cada *bin* de z .

4.1 *Redshifts* Fotométricos

Os *redshifts* fotométricos foram estimados através do código EAZY para todas as galáxias da amostra do ZFOURGE dentro dos limites de z . Na Figura 14, apresentamos a comparação entre os *redshift* fotométricos estimados e os espectroscópicos, que estão disponíveis no catálogo do ZFOURGE de Straatman et al. (2016). Para cada campo (COSMOS, UDS e CDFS) foram selecionadas as galáxias que possuíam z_{spec} já detectado, sendo 1225 para o campo do CDFS, 457 para o COSMOS e 152 para o UDS. Ao analisarmos o gráfico, percebemos a linearidade entre ambas as estimativas de *redshift*, com algumas exceções, onde o z_{foto} é estimado erroneamente. Para cada campo foram calculadas as dispersões entre z_{foto} e z_{spec} , a partir do 'desvio médio absoluto normalizado' (*normalized median absolute deviation* - NMAD), que é dado por:

$$\sigma_{NMAD} = 1,48 \times |(z_{\text{foto}} - z_{\text{spec}})| / (1 + z_{\text{spec}}). \quad (4.1)$$

Para o CDFS, o σ_{NMAD} é de 1,5%, para o COSMOS de 1,7% e para o UDS 2,1%. Straatman et al. (2016), com a amostra do ZFOURGE, encontraram um σ_{NMAD} de 1,5% para todos os campos. As diferenças entre esses resultados podem ser devidas à não utilização das *priors* no código do EAZY - que por nossa escolha, foram descartados devido à necessidade de recalcularmos os pontos-zero da escala de magnitude no código. Ainda assim, no geral o σ_{NMAD} é próximo ao obtido pelos autores citados, com exceção do UDS, que possui um número menor de galáxias com z_{spec} . Notemos ainda que, em grande parte dos erros catastróficos ocorrem nos casos em que z_{spec} é alto ($z > \sim 2$), mas resultam em z_{foto} baixo ($z \sim 0,2$). Novamente, isso se deve à não utilização dos *priors*, que atenuam as degenerescências entre os efeitos da quebra de Balmer e quebra de Lyman nos dados.

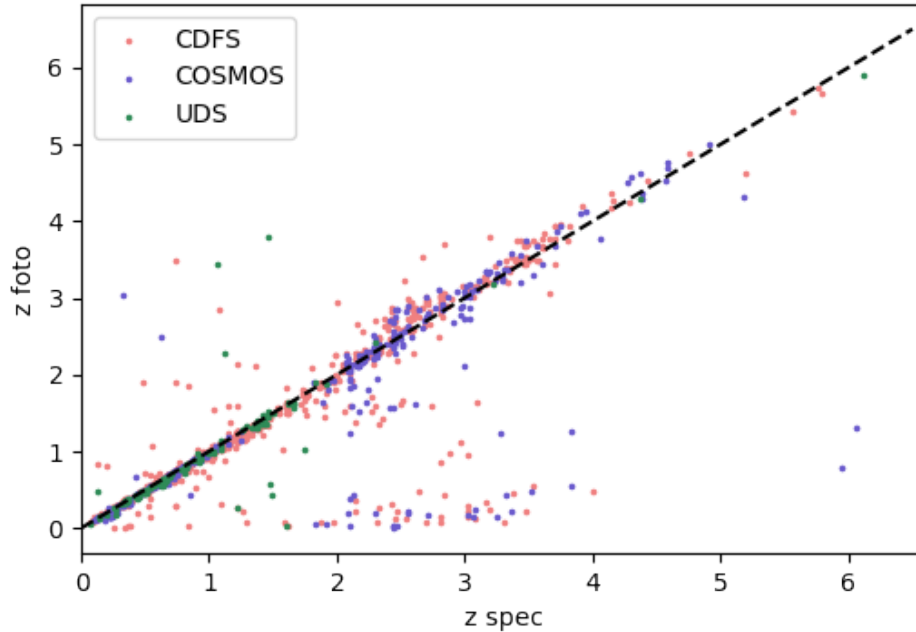


Figura 14 – Comparação entre os z_{spec} da literatura e os z_{foto} obtidos com o código EAZY neste trabalho. Somente as galáxias com z_{spec} disponíveis foram consideradas, sendo 1225 galáxias do CDFS, 457 do COSMOS e 152 do UDS. Esses campos são representados com diferentes cores, conforme indicado no canto superior esquerdo.

Com o intuito de verificar a concordância dos z_{foto} com os mesmos estimados por Straatman et al. (2016), comparamos diretamente os z_{foto} através dos gráficos na Figura 15. Na Figura 15 à esquerda, verificamos que os dados seguem uma dependência linear. Há discrepâncias grandes para uma minoria de casos, os quais novamente são esperados pela não adoção dos *priors* por nós, ao contrário do que foi feito pelos autores do catálogo ZFOURGE.

Para melhor quantificar esses erros em z_{foto} , nós calculamos a diferença entre os z_{foto} , a média aritmética desta diferença e o seu desvio padrão. Para o CDFS e o COSMOS, a diferença média entre os z_{foto} foi de -0,05 e para o UDS a mesma foi de -0,04. Já os desvios foram semelhantes para todos os campos, com valores de 0,463, 0,461 e 0,461 para o CDFS, COSMOS e UDS, respectivamente. Os valores negativos nas diferenças médias entre os z_{foto} indicam que os valores estimados por Straatman et al. (2014) são em média um pouco maiores que os estimados neste estudo. Na Figura 15 à direita, está graficada a diferença entre os z_{foto} em função dos z_{foto} de Straatman et al. (2016). Com esses valores de z_{foto} estimados para as 19996 galáxias estudadas, nós computamos a massa estelar para as mesmas através do código MAGPHYS.

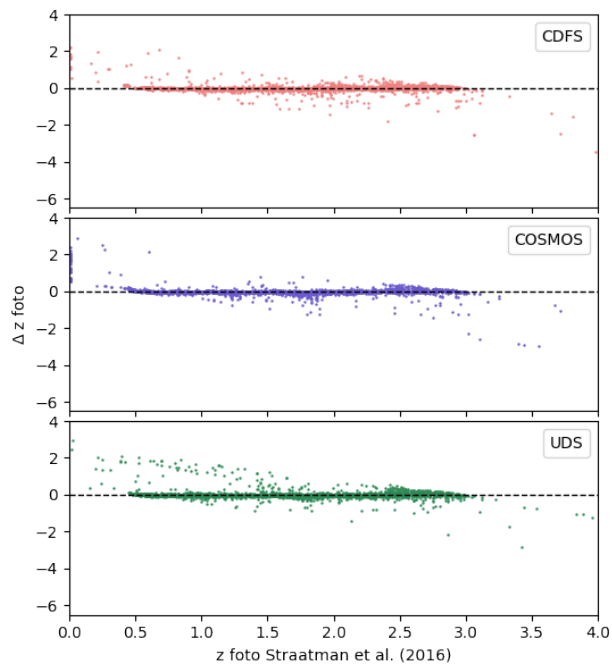
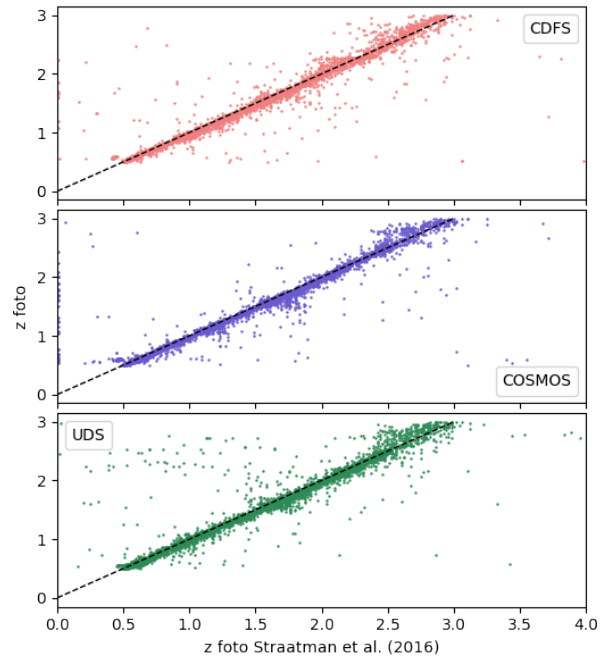


Figura 15 – *Esquerda:* Comparação entre os z_{foto} obtidos neste estudo com o código EAZY e os z_{foto} obtidos por Straatman et al. (2016) com a mesma amostra. *Direita:* Diferença entre os z_{foto} deste estudo com os de Straatman et al. (2016), sendo esta diferença dada por: $\Delta z_{\text{foto}} = z_{\text{foto}_L} - z_{\text{foto}_S}$, onde z_{foto_L} é o obtido neste estudo e z_{foto_S} é o obtido por Straatman et al. (2016).

4.2 Massas Estelares

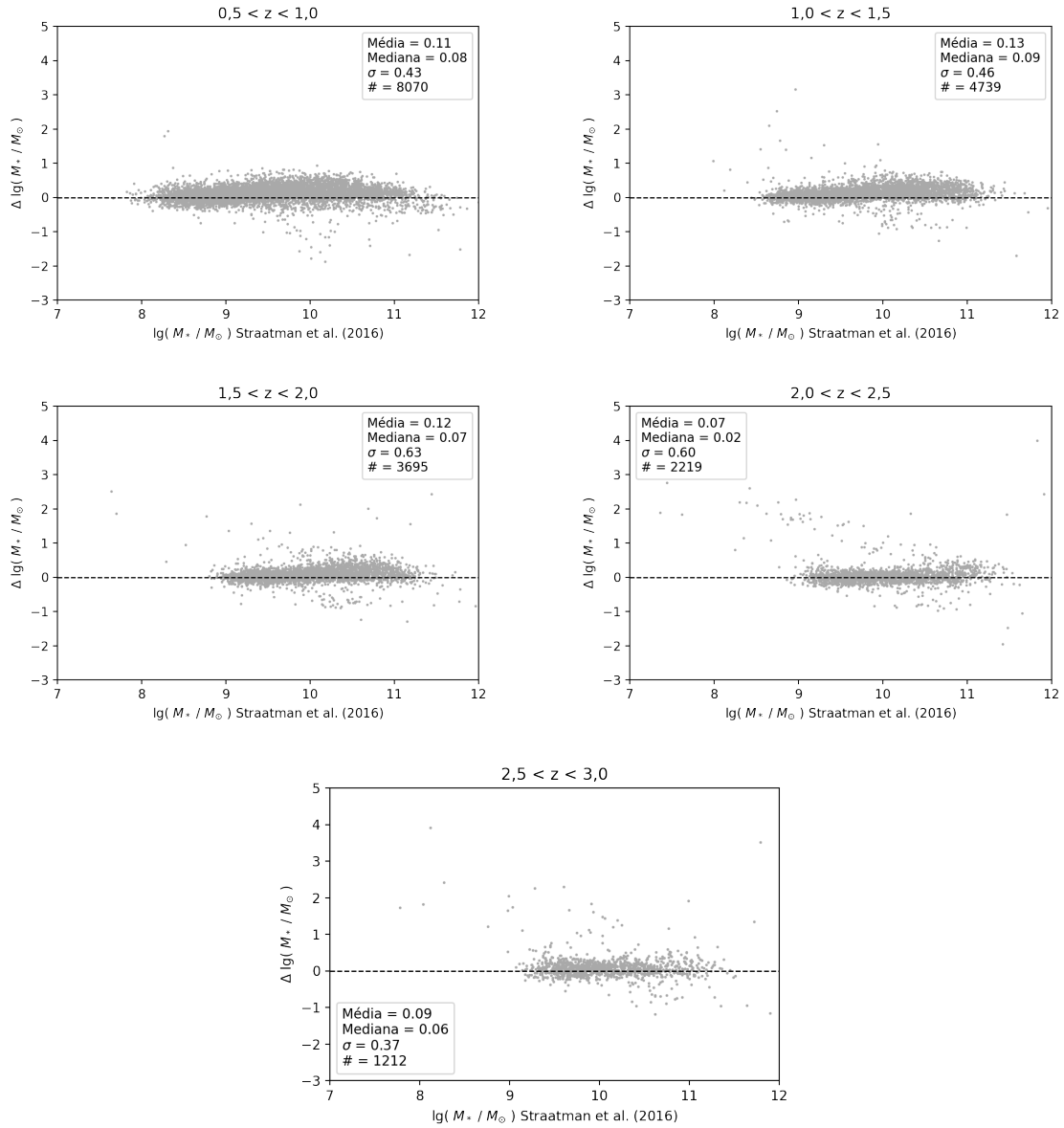


Figura 16 – Diferença entre os $\log(M_*/M_\odot)$ estimados pelo MAGPHYS e os mesmos estimados por Straatman et al. (2016), através do código FAST, descrito em Kriek et al. (2009). A diferença mostrada no eixo vertical corresponde a $\log(M_*/M_\odot)$ MAGPHYS - $\log(M_*/M_\odot)$ FAST. Os valores da média, mediana e desvio padrão da distribuição dessas diferenças estão dispostos em cada painel, juntamente com o número total de galáxias em cada *bin* de z .

As massas estelares M_* foram obtidas através do MAGPHYS, com rodadas que duraram ~ 13 dias. As M_* foram obtidas separadamente para cada campo do ZFOURGE e posteriormente agrupadas em um único catálogo contendo as 19996 galáxias, para facilitar a análise das mesmas. Estes valores de M_* foram utilizados para o cálculo da SMF, através do método descrito na seção 3.3 deste estudo.

As galáxias foram divididas em *bins* de z de 0,5 e, para cada um destes, foram

calculadas as diferenças entre as M_* obtidas com o MAGPHYS e as M_* obtidas por Straatman et al. (2016), estas últimas utilizando o código FAST de Kriek et al. (2009). Estas diferenças estão apresentadas na Figura 16, juntamente com as médias e desvios padrões dos valores em cada *bin* de z .

As médias ponderadas calculadas para cada *bin* de z possuem desvios que variam entre 0,37 a 0,63. Pela Figura 16, percebemos que a maioria das galáxias da nossa amostra possuem $M_* [M_\odot]$ maiores que as estimadas por Straatman et al. (2016) utilizando o FAST, em todos os *bins* de z . O código MAGPHYS é mais recente do que o código FAST e possui atualizações em 2020, com isso, optamos por utilizar as massas do MAGPHYS na determinação da função de massa estelar.

4.3 Função de Massa Estelar - SMF

Os resultados para a SMF (Φ) estão apresentados na Tabela 2, de acordo com os *bins* em z de 0,25 para $0,5 < z < 1,5$, de 0,5 para $1,5 < z < 3$ e em *bins* de massas estelares de 0,25 entre $8,5 < \log(M_*/M_\odot) < 12$. Ao calcularmos a SMF impomos que para cada *bin* de M_* houvessem pelo menos 5 galáxias com esta massa. Nesta tabela, os *bins* de massa sem resultados são devido aos limites de completeza escolhidos e, para o caso de M_* entre 11,75-12 em todos os z , devido a falta de galáxias nesse *bin* de massa. Os resultados foram obtidos utilizando o método de $1/V_c$ e as massas do MAGPHYS.

$\log(M_*/M_{sun})$	$0,5 < z \leq 0,75$	$0,75 < z \leq 1$	$1 < z \leq 1,25$	$1,25 < z \leq 1,5$	$1,5 < z \leq 2$	$2 < z \leq 2,5$	$2,5 < z \leq 3$
	$\log(\Phi)$	$\log(\Phi)$	$\log(\Phi)$	$\log(\Phi)$	$\log(\Phi)$	$\log(\Phi)$	$\log(\Phi)$
8,5 a 8,75	-1,71	-	-	-	-	-	-
8,75 a 9	-1,66	-2,01	-	-	-	-	-
9 a 9,25	-1,72	-1,91	-2,31	-	-	-	-
9,25 a 9,5	-1,76	-1,91	-2,16	-2,3	-	-	-
9,5 a 9,75	-1,86	-2,04	-2,2	-2,25	-	-	-
9,75 a 10	-1,87	-2,06	-2,27	-2,38	-2,5	-2,64	-2,85
10 a 10,25	-1,92	-2,14	-2,36	-2,38	-2,47	-2,69	-2,81
10,25 a 10,5	-1,91	-2,18	-2,39	-2,49	-2,51	-2,75	-2,96
10,5 a 10,75	-1,99	-2,29	-2,43	-2,47	-2,56	-2,82	-2,97
10,75 a 11	-2,07	-2,36	-2,44	-2,55	-2,66	-3,01	-3,25
11 a 11,25	-2,29	-2,66	-2,72	-2,76	-2,78	-3,1	-3,43
11,25 a 11,5	-2,78	-3,09	-3,2	-3,16	-3,21	-3,36	-3,57
11,5 a 11,75	-3,34	-	-3,79	-3,9	-3,77	-3,82	-4,16
11,75 a 12	-	-	-	-	-	-	-

Tabela 2 – Valores do $\log(\Phi)$ para cada *bin* em z e *bins* de $\log(M_*/M_\odot)$.

Na Figura 17 estão apresentados todos os resultados do $\log(\Phi)$ para o regime de M_* , em cada *bin* de z . Já na Figura 18, a mesma pode ser analisada separadamente ao longo do regime de z estudado. Em cada *bin* de z , verificamos as características da SMF descritas na seção 2.5, apesar de nossa amostra ser consideravelmente menor do que a utilizada por Tomczak et al. (2016). Para $z < 2$ a SMF possui um formato diferente (que é melhor ajustado por uma função de Schechter dupla) em comparação com a mesma

em z maiores, conforme constatado por segundo Tomczak et al. (2014) e Schreiber e Wuyts (2016). Essa diferença em z pode estar associada ao fato de que as amostras não são profundas o suficiente para que haja a detecção de galáxias menos massivas em $z > 2$. Além disso, a SMF apresenta um decaimento exponencial para o regime de altas massas, conforme a literatura. A evolução da SMF ocorre de forma moderada entre as massas de 8,5-11,25 dex, com um $\Delta SMF \sim 1,5$ dex e notamos que para o regime de altas massas ($M_* > 10^{10} M_\odot$), pelo decaimento exponencial, temos um aumento menor da SMF com o z , indicando um limite de crescimento da massa estelar nas galáxias mais massivas.

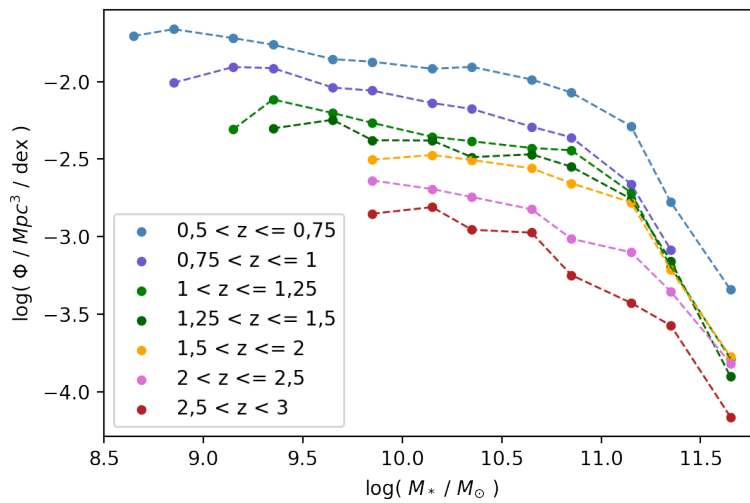


Figura 17 – Evolução da SMF ao longo do regime de z estudado, em *bins* de z e de M_* .

Na Tabela 1 do artigo de Tomczak et al. (2014) estão dispostos os resultados dos autores para SMF nos mesmos *bins* de massa estelar e de z que os utilizados neste estudo. Estes resultados estão apresentados na Figura 19, a seguir, com o intuito de verificarmos as diferenças entre os nossos resultados e os dos autores. Analisando a figura, vemos uma concordância entre as SMFs e que a nossa SMF é um pouco maior do que a de Tomczak et al. (2014) - principalmente no regime de altas massas. Para o *bin* de $2,5 < z < 3$, as SMFs apresentam a maior diferença em inclinação para $M_* > 10^{10} M_\odot$. Além disso, vemos que, no regime de baixas massas ($M_* < 10^{10} M_\odot$), a SMF é dominada pela SMF de galáxias SF, ao compararmos com a Figura 10 e os resultados dos autores.

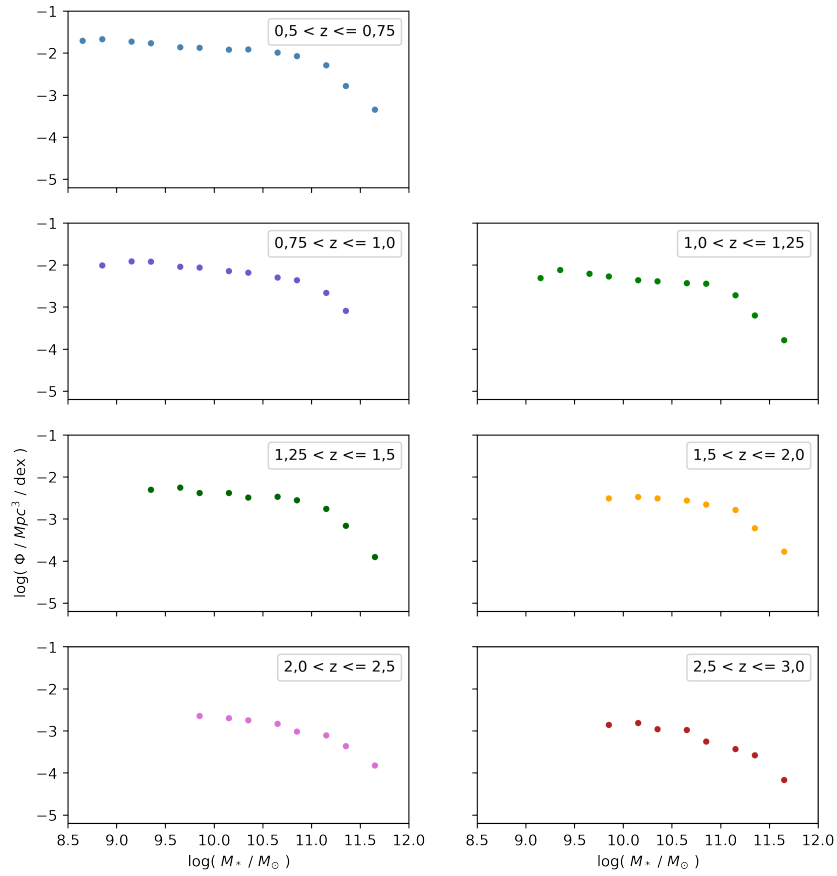


Figura 18 – Função de massa estelar (SMF) para cada *bin* de *redshifts*, separadamente.

<i>Bins</i> de <i>z</i>	Média de $\Delta\Phi$	Desvio Padrão
0,5 - 0,75	0,03	0,99
0,75 - 1,0	-0,12	1,18
1,0 - 1,25	-0,16	1,16
1,25 - 1,5	0,32	0,28
1,5 - 2,0	0,30	0,13
2,0 - 2,5	0,30	0,21
2,5 - 3,0	0,37	0,22

Tabela 3 – Resultados para cada *bin* de *z* para a média aritmética e desvio padrão da diferença entre os resultados da SMF (Φ) de Tomczak et al. (2014) e este estudo. O $\Delta\Phi$ é calculado segundo: $\log(\Phi) - \log(\Phi)_{Tomcz}$.

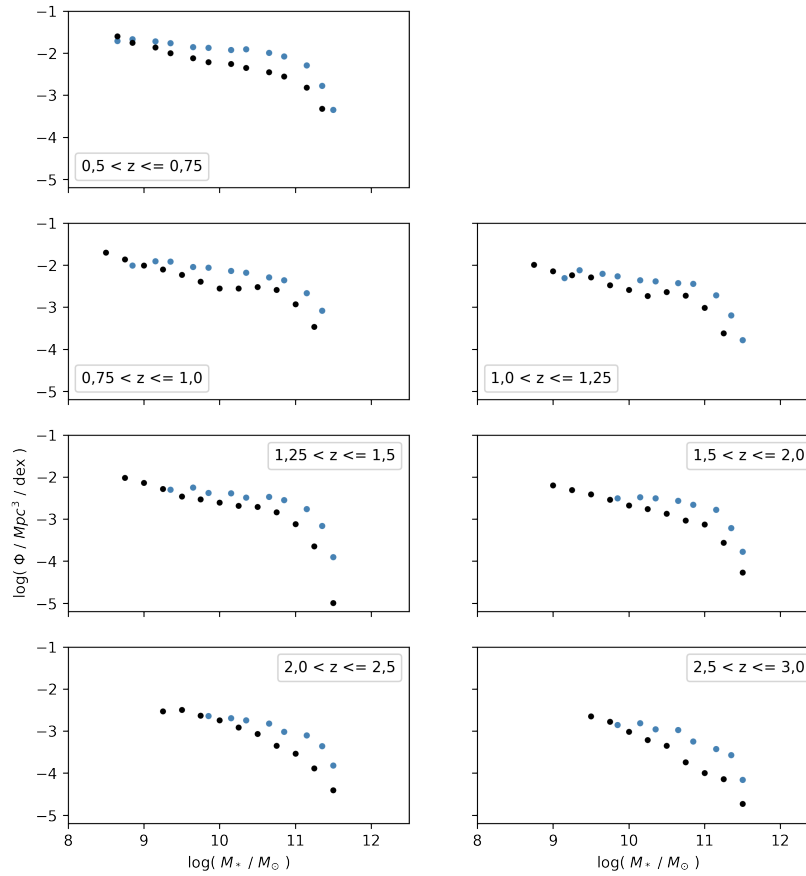


Figura 19 – A SMF obtida nesse estudo e a mesma obtida por Tomczak et al. (2014) em diferentes z . Os pontos azuis são os resultados da SMF com a nossa amostra e os em preto são de Tomczak et al. (2014) - dados que estão apresentados na tabela 1 do artigo.

Na Tabela 3 estão dispostas as médias aritméticas e os desvios padrões da diferença entre os nossos resultados para a SMF e os resultados de Tomczak et al. (2014). Em média as nossas SMF são maiores do que os obtidos pelos autores, em todos *bins* de z . Essa diferença provavelmente está associada ao tamanho da nossa amostra e, também, pelo fato de que as M_* estimadas pelo MAGPHYS são relativamente maiores que as estimadas pelos autores do ZFOURGE. No regime de baixas massas, a amostra de Tomczak et al. (2014) é mais completa, portanto a SMF dos autores está presente para *bins* de massa menores que $10^{9,5}$, para $z > 1,25$, enquanto nossa amostra não cobre esses limites de z , devido ao corte em S/N.

5 CONCLUSÃO

Este estudo teve como objetivo revisar aspectos teóricos sobre a formação e evolução de galáxias e estimar a função de massa estelar para galáxias entre $0,5 < z < 3$, utilizando o catálogo do ZFOURGE - nos campos do CDFS, COSMOS e UDS. Para a estimativa da SMF foram calculados os z fotométricos utilizando o código EAZY, para ~ 20.000 galáxias contidas no catálogo. Os z_{foto} estimados por nós foram comparados com os z espectroscópicos disponíveis nos dados do ZFOURGE, apresentando uma diferença de σ_{NMAD} de 1,5%, 1,7% e 2,1% para os campos do CDFS, COSMOS e UDS, respectivamente. Com estes z fotométricos, estimamos as M_* de nossa amostra através do código MAGPHYS. As massas estelares obtidas estão de acordo com os dados dos autores do catálogo utilizado. As nossas massas estelares são (em média) um pouco maiores do que as dos autores do catálogo, provavelmente devido a diferença entre os códigos utilizados para obtenção das mesmas.

As massas estelares e o z_{foto} foram utilizados para o cálculo da SMF dentro do regime de z deste estudo. A evolução da SMF ocorre de forma moderada ao longo de z , com um $\Delta SMF \sim 1,5$ dex até massas estelares de $10^{11} M_{\odot}$. A SMF de galáxias em regimes de massa menores que $10^{10} M_{\odot}$ apresenta um formato diferente em $z < 1,5$ em comparação a SMF em z maiores. Essa diferença pode ocorrer devido a falta de amostra de galáxias menos massivas a alto z . Conforme Tomczak et al. (2014), a SMF evolui de forma mais lenta para galáxias quiescentes no regime de altas massas entre $0,5 < z < 3$, aumentando sua densidade espacial por um fator de ~ 6 ao longo dos z estudados. Já as galáxias quiescentes no regime de menores massas, a evolução da SMF ocorre por um fator de $\sim 15 - 30$. Para este tipo de galáxias a SMF muda seu formato de forma mais acentuada ao longo do tempo cósmico, enquanto as galáxias SF não apresentam esse comportamento. O regime de baixas massas de nossa SMF e seu comportamento está de acordo com o descrito por Tomczak et al. (2014) de que nesse regime a SMF é dominada pela SMF de galáxias SF.

Pela da revisão teórica, verificamos que a evolução e formação de galáxias ocorrem de forma complexa, dependendo de diversos fatores que influenciam as suas componentes físicas. As galáxias aumentam a sua massa estelar M_* com o passar do tempo cósmico, conforme a sua componente gasosa é convertida em estrelas. Essa conversão é dada pela taxa de formação estelar (SFR) e, através desta, a evolução de galáxias pode ser estudada em diferentes z pela relação de escala entre a massa estelar da galáxia e sua SFR, conhecida por sequência principal de formação estelar (MS). A análise da MS em conjunto com as diferentes relações de escala existentes (como a relação entre M_* e o gás molecular ou

a relação entre a massa e a metalicidade), nos permite compreender como a evolução de galáxias em diferentes regimes de massa ocorre como um todo. Com os avanços das observações, a MS e a função de massa estelar (SMF) são conhecidas até $z \sim 6$. Essas observações indicam a existência de mecanismos ambientais de supressão da formação estelar para que o Universo seja como é observamos atualmente.

Com os avanços de novos telescópios como o JWST poderemos aumentar o censo de galáxias em alto z , principalmente para o de galáxias menos massivas. Com isso, poderemos melhor analisar a MS das galáxias e sua evolução, assim como as as relações de escala descritas neste estudo e, também, analisar a função de massa estelar e seu comportamento em diferentes z . Além disso, com o aumento de estudos estatísticos em alto z poderemos compreender melhor quais são e como afetam as galáxias os efeitos de supressão da formação estelar.

REFERÊNCIAS

- 1 SCHREIBER, N. M. F.; WUYTS, S. Star-forming galaxies at cosmic noon. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Annual Reviews, v. 58, n. 1, p. 661–725, Aug 2020. ISSN 1545-4282. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.1146/annurev-astro-032620-021910>>. Citado 9 vezes nas páginas 8, 9, 10, 22, 25, 26, 27, 29 e 30.
- 2 PENG, Y. jie et al. MASS AND ENVIRONMENT AS DRIVERS OF GALAXY EVOLUTION IN SDSS AND zCOSMOS AND THE ORIGIN OF THE SCHECHTER FUNCTION. *The Astrophysical Journal*, American Astronomical Society, v. 721, n. 1, p. 193–221, aug 2010. Disponível em: <<https://doi.org/10.1088/0004-637x/721/1/193>>. Citado 2 vezes nas páginas 8 e 26.
- 3 STARK, D. P. Galaxies in the First Billion Years After the Big Bang. , v. 54, p. 761–803, set. 2016. Citado 4 vezes nas páginas 8, 9, 23 e 24.
- 4 MADAU, P.; DICKINSON, M. Cosmic star-formation history. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Annual Reviews, v. 52, n. 1, p. 415–486, Aug 2014. ISSN 1545-4282. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.1146/annurev-astro-081811-125615>>. Citado 2 vezes nas páginas 8 e 9.
- 5 SHAPLEY, A. E. Physical properties of galaxies from $z=2-4$. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Annual Reviews, v. 49, n. 1, p. 525–580, Sep 2011. ISSN 1545-4282. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.1146/annurev-astro-081710-102542>>. Citado 5 vezes nas páginas 8, 9, 21, 22 e 23.
- 6 CONSELICE, C. J. The evolution of galaxy structure over cosmic time. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Annual Reviews, v. 52, n. 1, p. 291–337, Aug 2014. ISSN 1545-4282. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.1146/annurev-astro-081913-040037>>. Citado 4 vezes nas páginas 8, 9, 21 e 22.
- 7 MO, H.; van den Bosch, F. C.; White, S. *Galaxy Formation and Evolution*. [S.l.: s.n.], 2010. Citado 7 vezes nas páginas 11, 12, 13, 14, 15, 16 e 17.
- 8 FERRERAS, I. *Fundamentals of Galaxy Dynamics, Formation and Evolution*. UCL Press, 2019. Disponível em: <<https://doi.org/10.14324/111.9781911307617>>. Citado 7 vezes nas páginas 11, 12, 13, 14, 15, 16 e 17.
- 9 SOMERVILLE, R. S.; DAVÉ, R. Physical models of galaxy formation in a cosmological framework. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Annual Reviews, v. 53, n. 1, p. 51–113, Aug 2015. ISSN 1545-4282. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.1146/annurev-astro-082812-140951>>. Citado 5 vezes nas páginas 11, 13, 14, 15 e 18.
- 10 MALCOLM, S. L. *Galaxy formation*. [S.l.]: New York: Springer, 1998. Citado 3 vezes nas páginas 12, 13 e 17.

- 11 NAAB, T.; OSTRIKER, J. P. Theoretical challenges in galaxy formation. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Annual Reviews, v. 55, n. 1, p. 59–109, Aug 2017. ISSN 1545-4282. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.1146/annurev-astro-081913-040019>>. Citado 2 vezes nas páginas 13 e 14.
- 12 ROSE, W. K. *Advanced Stellar Astrophysics*. [S.l.]: Cambridge University Press, 1998. Citado na página 14.
- 13 SALARIS, M.; CASSISI, S. *Evolution of Stars and Stellar Populations*. [S.l.: s.n.], 2005. Citado na página 14.
- 14 FILHO, K. de S. O. *Astronomia e astrofísica*. Ed. Universidade/UFRGS, 2000. ISBN 9788570255396. Disponível em: <<https://books.google.com.br/books?id=lfVwPwAACAAJ>>. Citado na página 14.
- 15 MATTEUCCI, F. Introduction to galactic chemical evolution. *Journal of Physics: Conference Series*, IOP Publishing, v. 703, p. 012004, Apr 2016. ISSN 1742-6596. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.1088/1742-6596/703/1/012004>>. Citado na página 15.
- 16 VULCANI, B. et al. The relevance of ram pressure stripping for the evolution of blue cluster galaxies as seen at optical wavelengths. *The Astrophysical Journal*, American Astronomical Society, v. 927, n. 1, p. 91, Mar 2022. ISSN 1538-4357. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.3847/1538-4357/ac4809>>. Citado na página 17.
- 17 SPINRAD, H. *Galaxy Formation and Evolution*. Springer Berlin Heidelberg, 2006. (Springer Praxis Books). ISBN 9783540290070. Disponível em: <<https://books.google.com.br/books?id=TnRrbMfTNtIC>>. Citado 3 vezes nas páginas 17, 19 e 21.
- 18 TEKHANOVICH, D. I.; BARYSHEV, Y. V. Global structure of the local universe according to 2mrs survey. *Astrophysical Bulletin*, Pleiades Publishing Ltd, v. 71, n. 2, p. 155–164, Apr 2016. ISSN 1990-3421. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.1134/S1990341316020048>>. Citado na página 18.
- 19 SPARKE, L. S.; GALLAGHER III, J. S. *Galaxies in the Universe: An Introduction*. 2. ed. [S.l.]: Cambridge University Press, 2007. Citado na página 19.
- 20 WYDER, T. K. et al. The uv-optical galaxy color-magnitude diagram. i. basic properties. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, American Astronomical Society, v. 173, n. 2, p. 293–314, Dec 2007. ISSN 1538-4365. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.1086/521402>>. Citado 2 vezes nas páginas 19 e 23.
- 21 SCHAWINSKI, K. et al. The green valley is a red herring: Galaxy Zoo reveals two evolutionary pathways towards quenching of star formation in early- and late-type galaxies. , v. 440, n. 1, p. 889–907, maio 2014. Citado 2 vezes nas páginas 19 e 20.
- 22 CONCAS, A.; RESCONI, E.; BISHOP, S. *The Galaxy Baryon Cycle: Environment, Star-formation, and Black Hole Feedback*. Universitätsbibliothek der TU München, 2018. Disponível em: <<https://books.google.com.br/books?id=oFV6zQEACAAJ>>. Citado na página 20.

- 23 KAUFFMANN, G. Hierarchical clustering and the Butcher-Oemler effect. , v. 274, n. 1, p. 153–160, maio 1995. Citado na página 22.
- 24 GOTO, T. et al. Morphological Butcher-Oemler effect based on the SDSS Cut & Enhance Galaxy Cluster Catalog. In: *American Astronomical Society Meeting Abstracts*. [S.l.: s.n.], 2002. (American Astronomical Society Meeting Abstracts, v. 201), p. 148.02. Citado na página 22.
- 25 TACCONI, L. J.; GENZEL, R.; STERNBERG, A. The Evolution of the Star-Forming Interstellar Medium Across Cosmic Time. , v. 58, p. 157–203, ago. 2020. Citado 3 vezes nas páginas 22, 25 e 27.
- 26 WHITAKER, K. E. et al. Constraining the low-mass slope of the star formation sequence at $0.5 <z < 2.5$. *The Astrophysical Journal*, American Astronomical Society, v. 795, n. 2, p. 104, Oct 2014. ISSN 1538-4357. Disponível em: <http://dx.doi.org/10.1088/0004-637X/795/2/104>. Citado 3 vezes nas páginas 22, 23 e 25.
- 27 TOMCZAK, A. R. et al. The sfr-m^* relation and empirical star formation histories from zfourge at $0.5 <z < 4$. *The Astrophysical Journal*, American Astronomical Society, v. 817, n. 2, p. 118, Jan 2016. ISSN 1538-4357. Disponível em: <http://dx.doi.org/10.3847/0004-637X/817/2/118>. Citado na página 25.
- 28 ZAHID, H. J. et al. THE UNIVERSAL RELATION OF GALACTIC CHEMICAL EVOLUTION: THE ORIGIN OF THE MASS-METALLICITY RELATION. *The Astrophysical Journal*, American Astronomical Society, v. 791, n. 2, p. 130, aug 2014. Disponível em: <https://doi.org/10.1088/0004-637x/791/2/130>. Citado na página 27.
- 29 TOMCZAK, A. R. et al. Galaxy stellar mass functions from zfourge/candels: An excess of low-mass galaxies since $z = 2$ and the rapid buildup of quiescent galaxies. *The Astrophysical Journal*, American Astronomical Society, v. 783, n. 2, p. 85, Feb 2014. ISSN 1538-4357. Disponível em: <http://dx.doi.org/10.1088/0004-637X/783/2/85>. Citado 4 vezes nas páginas 29, 30, 31 e 38.
- 30 PAPOVICH, C. et al. The effects of environment on the evolution of the galaxy stellar mass function. *The Astrophysical Journal*, American Astronomical Society, v. 854, n. 1, p. 30, Feb 2018. ISSN 1538-4357. Disponível em: <http://dx.doi.org/10.3847/1538-4357/aaa766>. Citado 2 vezes nas páginas 30 e 38.
- 31 GIACCONI, R. et al. Chandra deep field south: The 1 ms catalog. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, American Astronomical Society, v. 139, n. 2, p. 369–410, apr 2002. Disponível em: <https://doi.org/10.1086/338927>. Citado na página 31.
- 32 CAPAK, P. et al. The first release COSMOS optical and near-IR data and catalog. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, American Astronomical Society, v. 172, n. 1, p. 99–116, sep 2007. Disponível em: <https://doi.org/10.1086/519081>. Citado na página 31.
- 33 LAWRENCE, A. et al. The UKIRT Infrared Deep Sky Survey (UKIDSS). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 379, n. 4, p. 1599–1617, 07 2007. ISSN 0035-8711. Disponível em: <https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2007.12040.x>. Citado na página 31.

- 34 STRAATMAN, C. M. S. et al. The fourstar galaxy evolution survey (zfourge): Ultraviolet to far-infrared catalogs, medium-bandwidth photometric redshifts with improved accuracy, stellar masses, and confirmation of quiescent galaxies to $z \approx 3.5$. *The Astrophysical Journal*, American Astronomical Society, v. 830, n. 1, p. 51, Oct 2016. ISSN 1538-4357. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.3847/0004-637X/830/1/51>>. Citado 2 vezes nas páginas 31 e 32.
- 35 BRAMMER, G. B.; DOKKUM, P. G. van; COPPI, P. Eazy: A fast, public photometric redshift code. *The Astrophysical Journal*, American Astronomical Society, v. 686, n. 2, p. 1503–1513, Oct 2008. ISSN 1538-4357. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.1086/591786>>. Citado 3 vezes nas páginas 32, 33 e 34.
- 36 SPRINGEL, V. et al. Simulations of the formation, evolution and clustering of galaxies and quasars. *Nature*, Springer Science and Business Media LLC, v. 435, n. 7042, p. 629–636, Jun 2005. ISSN 1476-4687. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.1038/nature03597>>. Citado na página 33.
- 37 FIOC, M.; ROCCA-VOLMERANGE, B. *PEGASE: a UV to NIR spectral evolution model of galaxies - Application to the calibration of bright galaxy counts*. 1997. Citado na página 34.
- 38 LUCIA, G. D.; BLAIZOT, J. The hierarchical formation of the brightest cluster galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford University Press (OUP), v. 375, n. 1, p. 2–14, Feb 2007. ISSN 1365-2966. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.11287.x>>. Citado na página 34.
- 39 CUNHA, E. da; CHARLOT, S.; ELBAZ, D. A simple model to interpret the ultraviolet, optical and infrared emission from galaxies. , v. 388, n. 4, p. 1595–1617, ago. 2008. Citado 4 vezes nas páginas 35, 36, 37 e 38.
- 40 CUNHA, E. d. et al. An alma survey of sub-millimeter galaxies in the extended chandra deep field south: Physical properties derived from ultraviolet-to-radio modeling. *The Astrophysical Journal*, American Astronomical Society, v. 806, n. 1, p. 110, Jun 2015. ISSN 1538-4357. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.1088/0004-637X/806/1/110>>. Citado na página 35.
- 41 BATTISTI, A. J. et al. The strength of the 2175 Å feature in the attenuation curves of galaxies at $0.1 < z < 3$. *The Astrophysical Journal*, American Astronomical Society, v. 888, n. 2, p. 108, jan 2020. Disponível em: <<https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab5fdd>>. Citado na página 35.
- 42 SURANA, S. et al. Predicting star formation properties of galaxies using deep learning. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford University Press (OUP), v. 493, n. 4, p. 4808–4815, Feb 2020. ISSN 1365-2966. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.1093/mnras/staa537>>. Citado 2 vezes nas páginas 37 e 38.