

**Exame de qualificação de doutorado:
Evolução química, formação estelar e
poeira em galáxias: na busca pela
fração de gás.**

Eduardo Alberto Duarte Lacerda

Orientador:

Prof. Dr. Roberto Cid Fernandes Jr.

Coorientadora:

Rosa M. Gonzalez Delgado

• • •

Universidade Federal de Santa Catarina
Centro de Ciências Físicas e Matemáticas
Programa de Pós-Graduação em Física

Florianópolis (SC) – 22 de janeiro de 2016

Sumário

1	Introdução	1
1.1	GAS-UFSC e o IAA-CSIC	1
1.2	Gás, estrelas e poeira nas galáxias	2
1.3	De poeira para gás	3
1.4	Este trabalho	4
2	Linhas de emissão	5
2.1	EmLinesDataCube	5
2.1.1	Extinção por decremento de Balmer	6
2.1.2	Metalicidade Nebular	7
2.1.3	Exemplo de utilização	8
2.2	Taxa de formação estelar	11
3	Propriedades da síntese e propriedades nebulares	15
3.1	Amostra de galáxias	15
3.1.1	Artigo - CALIFA, the Calar Alto Legacy Field Area survey III. Second public data release.	15
3.1.2	Definição da amostra deste trabalho	16
3.1.3	Classificação Morfológica	16


3.1.4	Mascarando elementos e removendo <i>outliers</i>	18
3.1.5	Perfis radiais	18
3.2	Comparação entre as taxas de formação estelar	21
3.3	Comparação entre os coeficientes de extinção	23
3.4	Comparação entre as metalicidades	25
3.4.1	Artigo - Insights on the Stellar Mass-Metallicity Relation from the CALIFA Survey.	25
3.4.2	$\langle \log Z_{\star} \rangle_M$ vs $\log (O/H)$	25
3.4.3	Artigo - The CALIFA Survey across the Hubble sequence.	26

Lista de Figuras

2.1	Calibração da abundância de oxigênio no gás	8
2.2	Exemplo de programa utilizando o EmLinesDataCube.	9
2.3	Diagrama BPT produzido pelo programa no exemplo da Fig. 2.2.	10
2.4	Evolução temporal do número de fótons H-ionizantes e da taxa de fótons H-ionizantes em unidades da massa formada.	14
3.1	Classificação por morfologia.	17
3.2	Classificação por morfologia após máscara.	19
3.3	Imagem e perfil radial de x_Y	20
3.4	Comparação entre as SFR.	22
3.5	Comparação entre os coeficientes de extinção.	24
3.6	Comparação entre os coeficientes de extinção (com máscara).	24
3.7	Relação μ_{ZR} e comparação entre as metalicidades.	27

Capítulo 1

Introdução

Com a criação e difusão em massa de dados gerado com os grandes projetos astronômicos atuais nossa forma de enxergar o mundo vem se tornando cada vez menos ingênua quanto ao nosso universo. Com diferentes faixas espectrais (desde raios- γ até micro-ondas), tipo de dados (espectros de galáxias integradas, espectrografia de campo, imagens) e objetivos, permeiam por diferentes fenômenos astrofísicos esses *surveys* estão formando um imenso legado de informações para nossos futuros astrofísicos ( - [\(lista de diferentes projetos com referencias...SDSS, CALIFA, EDGE, JPAS, ALFALFA, PINGs, HERACLES, WISE, GALEX, 2dF...\)](#)).

1.1 GAS-UFSC e o IAA-CSIC

Nos últimos anos nosso grupo de Astrofísica (GAS-UFSC) aqui na Universidade Federal de Santa Catarina vem trabalhando com dados de diversos destes *surveys*. Nosso grupo foi pioneiro no estudo das propriedades físicas das populações estelares de aproximadamente um milhão de galáxias do *SDSS* através do projeto SEAGal/STARLIGHT¹ publicando diversos artigos importantes e amplamente citados (e.g., Cid Fernandes et al. 2005; Mateus et al. 2006; Stasińska et al. 2006; Asari et al. 2007; Stasińska et al. 2008; Cid Fernandes et al. 2011).

Atualmente venho participando de um projeto entre nosso grupo de populações estelares aqui no GAS com pesquisadores do Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA), na cidade de Granada, Comunidade autónoma de Andalucía, ao sul da Espanha. Esse instituto pertence ao *Consejo Superior de Investigaciones Científicas* (CSIC), o maior órgão público (estatal)

¹<http://starlight.ufsc.br>

de pesquisas científicas na Espanha, e o terceiro maior da Europa. Conta com pesquisadores participantes do Projeto CALIFA *survey*, funcionando como centro físico do projeto. A pesquisadora Rosa M. González Delgado, coorientadora deste trabalho e uma das principais líderes do projeto e que também atua como Pesquisadora Visitante Especial (PVE-CsF) aqui na UFSC; Rubén García Benito, que faz parte do grupo de redução dos dados do CALIFA *survey*; e Enrique Pérez, do grupo de populações estelares, já trabalham em nossa parceria e possuem conhecimento e domínio das técnicas exploradas por nosso projeto, além de participarem ativamente do desenvolvimento do Projeto CALIFA *survey*. Durante os últimos três anos nosso grupo de populações estelares no CALIFA publicou diversos artigos (e.g., Pérez et al. 2013; González Delgado et al. 2014b,a, 2015), e mais um já foi submetido. Paralelamente participamos de diversos congressos e conferências publicando nossos resultados.

1.2 Gás, estrelas e poeira nas galáxias

Galáxias são formadas por uma complexa mistura de gás, poeira, estrelas e matéria escura, distribuída em disco, bulbos e halos. O gás é o combustível da formação estelar. As nuvens de gás molecular, formadas pelo esfriamento de gás do meio interestelar, se fragmentam formando estruturas menores e cada vez mais densas, que são chamadas cúmulos. Nos caroços desses acumulados de gás, através de um colapso no balanceamento energético entre pressão e gravidade, acontece a formação estelar. Essas regiões, que podem ser pequenas ou se estenderem a gigantes berçários estelares, estão geralmente cobertas por uma densa camada de poeira. Gerada pelo próprio processo de formação estelar, a poeira funciona como uma cortina que modifica a energia dos fótons que chegam até nossos detectores. Isso acontece pois os grãos de poeira absorvem e reemitem radiação com diferentes energias, modificando o espectro observado. Esse processo é chamado de extinção por poeira. Apesar de modificar o espectro, a poeira pode também ser usada como sinalizadora de regiões aonde há intensa formação estelar. No final do ciclo de vida das estrelas, diversos elementos são jogados no meio interestelar através das explosões de supernovas, alterando assim a composição do gás disponível para produção de novas estrelas.

Schmidt (1959) foi o primeiro a propor a existência de uma lei de potências que liga a taxa de formação estelar (SFR - *star formation rate*) e o gás. Anos depois, Kennicutt (1998) estuda essa relação para diversos indicadores de formação estelar em diferentes faixas espectrais. Em seu trabalho, Kennicutt estabelece a ligação entre a densidade superficial do gás e da SFR. Hoje em dia essa é comumente chamada de relação de Kennicutt-Schmidt (KS) ou lei de

formação estelar. A equação parametrizada por Kennicutt foi:

$$\Sigma_{\text{SFR}} = (2.5 \pm 0.7) \times 10^{-4} \left(\frac{\Sigma_{\text{gas}}}{M_{\odot} \text{ pc}^{-2}} \right)^{1.4 \pm 0.15} M_{\odot} \text{ ano}^{-1} \text{ kpc}^{-2} \quad (1.1)$$

Utilizando a síntese de populações estelares já aplicada às galáxias do CALIFA também estudamos algumas propriedades do gás interestelar. Os mapas de regiões formadoras de estrelas juntamente com os espectros residuais, resultados da subtração entre os espectros observados e os resultantes da síntese, contém informações sobre as estrelas, o gás e a poeira dessas distintas regiões. Ainda com a síntese é possível obter a história de formação estelar através da fração de populações estelares com distintas idades (Asari et al. 2007), não necessitando assim prender-se às zonas das galáxias onde o espectro tenha relação sinal ruído (S/N) suficiente para a medida de todas as linhas espectrais necessárias para os cálculos sobre o gás e poeira.

1.3 De poeira para gás

Dentro da astrofísica extragaláctica, um dos grandes temas ainda incômodo é a determinação de massas de gás. A quantidade de gás de uma galáxia configura o processo de formação estelar, portanto, é peça fundamental no entendimento da sua evolução química. O gás molecular, H_2 (ou HII), associado diretamente com a formação estelar, não possui um observável direto. A baixa massa da molécula HII não permite que nenhum grau de liberdade rotacional seja excitado, pois a temperatura nessas regiões é muito baixa, necessitando ser traçado através de outros elementos presentes ali. Geralmente o que se usa são as transições entre os níveis energéticos do monóxido de carbono (CO) pois suas linhas são bem fortes (fácil de observar). (?) revisita o tema mostrando um panorama geral sobre a conversão de intensidade da linha de CO e a densidade superficial do gás.

Avermelhamento (medido através de índices de cores) e extinção da luz das estrelas são temas discutidos e utilizados como evidência da existência de nuvens interestelares. (Barnard 1908) através da análise de imagens dos objetos Messier 8, 17 e 18 discute a presença de “buracos ou manchas” entre as estrelas, e a existência de estrelas no meio de “nebulosidades”. Esse artigo foi escrito inclusive antes da famosa discussão de Sharpley e Curtis em 1920, e do artigo de (Hubble 1925) que definiu que as “nebulosas espirais” eram objetos que estavam a distâncias muito maiores que a dimensão da Via Láctea. O tema é antigo, mas somente com trabalhos como o de (Draine 2003) nos ajudaram a entender as propriedades físicas, a natureza dos grãos de poeira e de como ela afeta a luz que a atravessa.

Uma das formas de se mapear e determinar quantidades de gás em galáxias é utilizando a presença de poeira. Devido a criação de poeira nas regiões de formação estelar, podemos utilizá-la como maneira de medir a densidade superficial do gás oculto através da introdução de um fator de conversão:

$$\Sigma_{\text{gas}} = \delta_{\text{DGR}} \Sigma_{\text{dust}} \quad (1.2)$$

Diversos artigos discutem a calibração e os *caveats* deste tipo de conversão e também problemas de degenerescência na conversão CO- H_2 (Guiderdoni & Rocca-Volmerange 1987; Leroy et al. 2011, 2013; Rémy-Ruyer et al. 2014), mas quase todos eles utilizam medidas de infravermelho (IR), onde os grãos de poeira geralmente espalham a luz absorvida em outras frequências. Já Brinchmann et al. (2013) desenvolve a conversão de poeira para gás utilizando a poeira em absorção, e não em emissão, como os estudos em IR, para as galáxias formadoras de estrelas² do SDSS DR7. Assim, na busca por traçadores de gás, escolhemos a poeira em absorção (na faixa do espectro óptico) para tal objetivo.

1.4 Este trabalho

Nessa primeira etapa do doutorado, como citado anteriormente, estamos procurando entender melhor a natureza das propriedades físicas estelares (da síntese) e do gás, juntamente com as suas diferenças, nas galáxias do Projeto CALIFA *survey*. No capítulo 2 descrevo o processo de medidas das propriedades nebulares. A seleção da amostra, as diferenças entre as propriedades nebulares e sintéticas, bem como minha participação em artigos nestes últimos dois anos são discutidas no capítulo 3. De maneira a melhor entender a relação entre o coeficiente de extinção proveniente da síntese e aquele calculado para as regiões nebulares desenvolvo esta discussão mais pontualmente no capítulo 4. Por fim, no capítulo 5, deixo uma pincelada na direção da conversão de poeira para gás juntamente com proposição para os próximos passos deste projeto.

²Galáxias *star-forming* (SF) - com ativa formação estelar.

Capítulo 2

Linhas de emissão

Os espectros observados carregam uma mistura de energia provenientes de partes distintas das galáxias (estrelas, gás, poeira, etc). Com a síntese de populações estelares pode-se modelar os espectros de energias proveniente das estrelas de diferentes idades e composições químicas (metallicidade), além da correção pela aplicação de alguma lei de extinção por poeira. Subtraindo os espectros observados dos espectros modelados obtêm-se os espectros residuais, compostos basicamente pelas linhas de emissão. Essas linhas são geradas principalmente através das ionizações e recombinações de fótons nos átomos dos elementos encontrados no meio interestelar, e mais densamente, nas nuvens de gás.

2.1 EmLinesDataCube

Dentre os diversos produtos indiretos da síntese de populações estelares, as medidas dos fluxos integrados das linhas de emissão é peça fundamental em nosso projeto. Rubén García Benito, nosso colaborador e membro do Projeto CALIFA *survey*, desenvolveu um programa que, utilizando-se dos espectros residuais (obtidos pela subtração dos espectros modelados dos observados), ajusta perfis gaussianos para as linhas possibilitando então a medida dos fluxos integrados das linhas de emissão além de estimar os erros envolvidos neste processo. Acreditamos que essas medidas sejam liberadas para a comunidade científica assim que o último lançamento público de dados do CALIFA for feito (DR3).

Feitas as medidas, temos o arcabouço para calcularmos várias propriedades nebulares. Para tal, escrevi um objeto em PYTHON que além de organizar os resultados provenientes do programa do Rubén também calcula a abundância de oxigênio, um dos índices usados como

metalicidade nebular ($\log (O/H)$), o coeficiente de extinção por decremento de Balmer para as regiões nebulares (τ_V^{neb}), larguras equivalentes das linhas, assim como os erros propagados em cada cálculo, etc. Esse objeto foi adicionado ao `pyCASSO`¹ (Cid Fernandes et al. 2013) para que os demais membros do projeto possam utilizá-lo. Nele também encontram-se as medidas dos fluxos em diversas linhas de emissão, a posição central das linhas medidas, amplitudes, desvios padrão, coeficientes para reconstrução do contínuo em cada linha de emissão, os erros nestas medidas, além das propriedades mencionadas anteriormente e seus erros propagados.

2.1.1 Extinção por decremento de Balmer

Em um modelo que assume que entre o observador e a fonte de energia existe uma camada difusa, como uma cortina, que extingue a luz diferentemente em cada comprimento de onda, temos:

$$F_{\lambda}^{obs} = F_{\lambda}^{int} e^{-\tau_{\lambda}} \quad (2.1)$$

onde F_{λ}^{int} é o fluxo intrínseco (F_{λ}^{obs} , o observado) em cada comprimento de onda, τ_{λ} é o coeficiente de profundidade óptica para o comprimento de onda λ . O modelo de extinção de Cardelli et al. (1989) nos dá uma calibração empírica da razão entre os coeficientes de extinção em um comprimento de onda e na banda V (τ_{λ}/τ_V), com isso podemos desenvolver (2.1) de maneira que possamos escrever uma equação para τ_V :

$$F_{\lambda}^{obs} = F_{\lambda}^{int} e^{-(\frac{\tau_{\lambda}}{\tau_V})\tau_V} \quad (2.2)$$

$$\frac{\tau_{\lambda}}{\tau_V} = q_{\lambda} \quad (2.3)$$

$$F_{\lambda}^{obs} = F_{\lambda}^{int} e^{-q_{\lambda}\tau_V} \quad (2.4)$$

$$\frac{F_{\lambda}^{obs}}{F_{\lambda'}^{obs}} = \frac{F_{\lambda}^{int} e^{-q_{\lambda}\tau_V}}{F_{\lambda'}^{int} e^{-q_{\lambda'}\tau_V}} \quad (2.5)$$

$$\ln\left(\frac{F_{\lambda}^{obs}}{F_{\lambda'}^{obs}}\right) = \tau_V(q_{\lambda'} - q_{\lambda}) \ln\left(\frac{F_{\lambda}^{int}}{F_{\lambda'}^{int}}\right) \quad (2.6)$$

$$\tau_V = \frac{1}{(q_{\lambda'} - q_{\lambda})} \left[\ln\left(\frac{F_{\lambda}^{obs}}{F_{\lambda'}^{obs}}\right) - \ln\left(\frac{F_{\lambda}^{int}}{F_{\lambda'}^{int}}\right) \right] \quad (2.7)$$

Nessa equação, os q_{λ} são provenientes do modelo adotado.

A poeira existente ao redor de regiões de formação estelar é criada principalmente pela

¹ *Python CALIFA Stellar Synthesis Organizer* - <http://minerva.ufsc.br/~andre/PyCASSO-0.9.3/intro.html>

própria formação estelar. Utilizando (2.7) podemos calcular qual o coeficiente de extinção para essas regiões nebulares. Para este cálculo utilizamos o fato de que, apesar da extinção do espectro observado, a razão entre os fluxos intrínsecos das duas primeiras linhas da série de Balmer, $H\alpha$ e $H\beta$, varia muito um pouco com a metalicidade, a densidade e a temperatura. Usamos aqui esse valor como constante e igual a 2.86 (Osterbrock & Ferland 2006). Com isso temos:

$$\tau_V^{\text{neb}} = 2.886 \ln \left(\frac{F_{H\alpha}^{\text{obs}} / F_{H\beta}^{\text{obs}}}{2.86} \right). \quad (2.8)$$

O erro propagado para τ_V^{neb} é:

$$\tau_V^{\text{neb}} \equiv \tau_V^{\text{neb}}(F_{H\alpha}^{\text{obs}}, F_{H\beta}^{\text{obs}}) \quad (2.9)$$

$$\epsilon(\tau_V^{\text{neb}}) = \sqrt{\left(\frac{\partial \tau_V^{\text{neb}}}{\partial F_{H\alpha}^{\text{obs}}} \right)^2 \epsilon(F_{H\alpha}^{\text{obs}})^2 + \left(\frac{\partial \tau_V^{\text{neb}}}{\partial F_{H\beta}^{\text{obs}}} \right)^2 \epsilon(F_{H\beta}^{\text{obs}})^2} \quad (2.10)$$

$$\frac{\partial \tau_V^{\text{neb}}}{\partial F_{H\alpha}^{\text{obs}}} = \frac{1}{F_{H\alpha}^{\text{obs}}(q_{H\beta} - q_{H\alpha})} \quad (2.11)$$

$$\frac{\partial \tau_V^{\text{neb}}}{\partial F_{H\beta}^{\text{obs}}} = -\frac{1}{F_{H\beta}^{\text{obs}}(q_{H\beta} - q_{H\alpha})} \quad (2.12)$$

$$\epsilon(\tau_V^{\text{neb}}) = \frac{1}{(q_{H\beta} - q_{H\alpha})} \sqrt{\left(\frac{\epsilon(F_{H\alpha}^{\text{obs}})}{F_{H\alpha}^{\text{obs}}} \right)^2 + \left(\frac{\epsilon(F_{H\beta}^{\text{obs}})}{F_{H\beta}^{\text{obs}}} \right)^2} \quad (2.13)$$

2.1.2 Metalicidade Nebular

Os indicadores de metalicidade nebular mais utilizados são os que utilizam as medidas da linha de $[O \text{ III}] \lambda 5007$ e $[N \text{ II}] \lambda 6584$. As calibrações destes indicadores utilizadas pelo nosso projeto foram feitas por Marino et al. (2013) de forma empírica utilizando medidas de temperatura eletrônica de 603 regiões $H\text{II}$ e mais medidas nebulares de 3423 regiões $H\text{II}$ mapeadas por Sánchez et al. (2013). O indicador que estamos utilizando para esse projeto é aquele que calibra a fração relativa de oxigênio por hidrogênio utilizando a razão entre as linhas de $[O \text{ III}]$ e $[N \text{ II}]$. O valor encontrado pelos autores para a calibração do $\log(O3N2)$ foi:

$$12 + \log(O/H) = 8.533[\pm 0.012] - 0.214[\pm 0.012] \times O3N2 \quad (2.14)$$

conforme pode ser vista na Fig. 2.1.

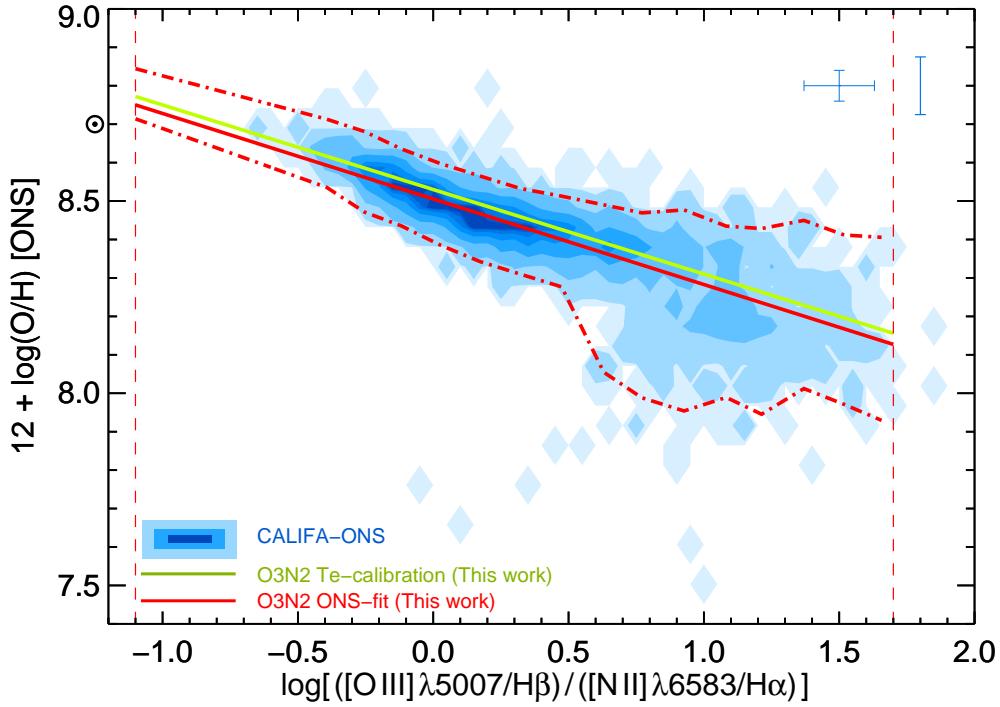


Figura 2.1: Calibração da abundância de oxigênio nebular para 3423 regiões HII mapeadas por Sánchez et al. (2013). Figura retirada de Marino et al. (2013)

2.1.3 Exemplo de utilização

Com a criação do objeto `EmLinesDataCube` e adição ao `pycasso` torna o processo de análise e produção de gráficos extremamente simples. Podemos apreciar um exemplo de como produzir um gráfico BPT (Baldwin et al. 1981) que utiliza fluxos de quatro linhas de emissão ($H\alpha$, $H\beta$, $[O III] \lambda 5007$ e $[N II] \lambda 6584$) no código da Fig. 2.2 que resulta na Fig. 2.3. Primeiro carregam-se os arquivos de dados utilizando o `pycasso` e o `EmLinesDataCube` então todas as informações já estão prontas para serem utilizadas. Neste caso estamos usando os dados da galáxia NGC2916 (objeto CALIFA 277). Calculam-se então as razões entre as linhas e, por último, o gráfico é feito utilizando a biblioteca gráfica `MATPLOTLIB`².

² <http://matplotlib.org/>

```

1 import numpy as np
2 from matplotlib import pyplot as plt
3 from pycasso import fitsQ3DataCube
4
5 CALIFASuperFits='K0277.fits'
6 EmLinesFits='K0277.EML.fits'
7
8 # Carregando arquivos FITS
9 K = fitsQ3DataCube(CALIFASuperFits)
10 K.loadEmLinesDataCube(EmLinesFits)
11 # Agora todas as informacoes sobre as linhas de
12 # emissao estao instanciadas em K.EL
13
14 # Indices dos vetores aonde estao armazenados os
15 # fluxos de cada linha
16 i_Ha = K.EL.lines.index('6563')
17 i_Hb = K.EL.lines.index('4861')
18 i_O3 = K.EL.lines.index('5007')
19 i_N2 = K.EL.lines.index('6583')
20 Ha_obs__z = K.EL.flux[i_Ha, :]
21 Hb_obs__z = K.EL.flux[i_Hb, :]
22 N2_obs__z = K.EL.flux[i_N2, :]
23 O3_obs__z = K.EL.flux[i_O3, :]
24
25 # Razao entre os fluxos de N2/Ha e O3/Hb
26 N2Ha__z = np.log10(N2_obs__z) - np.log10(Ha_obs__z)
27 O3Hb__z = np.log10(O3_obs__z) - np.log10(Hb_obs__z)
28
29 # Grafico
30 f = plt.figure()
31 ax = f.gca()
32 sc = ax.scatter(N2Ha__z, O3Hb__z, c = K.zoneDistance_HLR,
33                 cmap = 'viridis', vmax = 2, vmin = 0,
34                 marker = 'o', s = 10, alpha = 0.8, edgecolor = 'none')
35 ax.set_xlabel(r'$\log$ [NII]/H$\alpha$')
36 ax.set_ylabel(r'$\log$ [OIII]/H$\beta$')
37 cb = plt.colorbar(sc)
38 cb.set_label('Radius [HLR]')
39 plt.axis([-1, 0.5, -1.5, 1])
40 f.savefig('%s-BPT.pdf' % K.califaID)

```

Figura 2.2: Exemplo de programa utilizando os fluxos de $H\alpha$, $H\beta$, $[O\text{ III}] \lambda 5007$ e $[N\text{ II}] \lambda 6584$ para construção de um gráfico BPT.

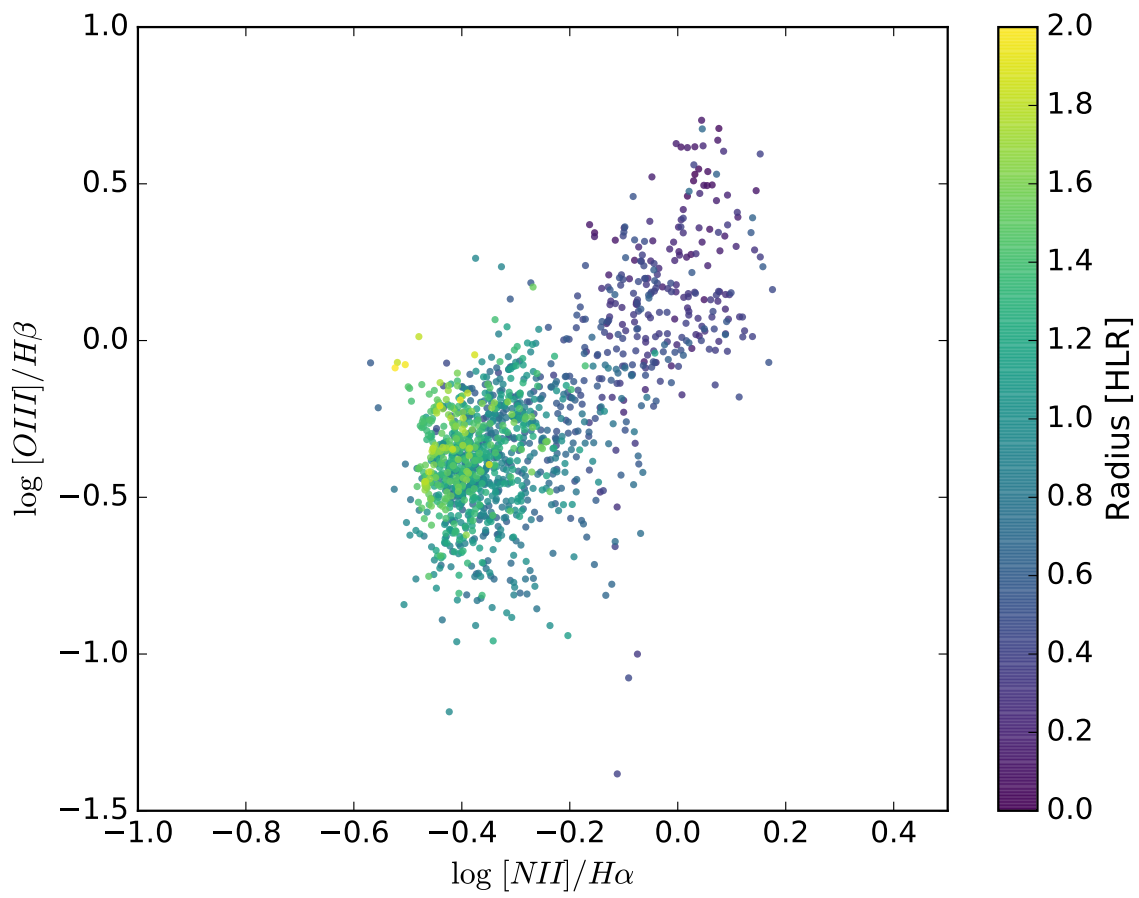


Figura 2.3: Diagrama BPT para as regiões da galáxia NGC29116 (objeto CALIFA 277) produzida pelo exemplo 2.2. Nela utiliza-se os fluxos de $H\alpha$, $H\beta$, $[O\ III]\ \lambda 5007$ e $[N\ II]\ \lambda 6584$.

2.2 Taxa de formação estelar

Um dos métodos mais utilizados e difundidos para medida de taxa de formação estelar ³ recente utiliza a linha de emissão de $H\alpha$. Nesse método assume-se que a formação estelar é constante nos últimos t anos, a idade das estrelas massivas ionizantes, que produzem basicamente todos os fótons que geram a linha de emissão de $H\alpha$.

Nós queremos calibrar a luminosidade da linha de $H\alpha$ ($L_{H\alpha}$) como um indicador de SFR (ψ) (e.g., Kennicutt 1998) usando uma relação linear:

$$\psi_{H\alpha} = k \times L_{H\alpha}. \quad (2.15)$$

Portanto, nosso trabalho é encontrar k . Faremos isso investigando a natureza dos fótons H-ionizantes.

A quantidade total de luz l^4 que recebemos de estrelas que se formaram t anos atrás é:

$$d\Lambda = l(t) dM(t). \quad (2.16)$$

No entanto, para obter Λ nós temos que saber como a massa em estrelas cresce no tempo (SFR) e isso não é possível diretamente por esse método. Integrando a equação (2.16) dentro do tempo do Universo ($T_U \sim 14$ bilhões de anos), nós teremos hoje, um total de

$$dM(t) = \psi(t) dt \quad (2.17)$$

$$\Lambda = \Lambda(t = T_U) = \int_0^{T_U} l(t) dM(t) = \int_0^{T_U} \psi(t) l(t) dt \quad (2.18)$$

luz l . Assumindo o caso B de recombinação do hidrogênio, um em cada 2.226 fótons ionizantes produzem um fóton de $H\alpha$ (Osterbrock & Ferland 2006). Esse número não varia muito em função da temperatura e da densidade nas regiões nebulares. Por fim a luminosidade intrínseca de $H\alpha$ pode ser teoricamente calculada como:

$$L_{H\alpha} = h\nu_{H\alpha} \frac{Q_H}{2.226}, \quad (2.19)$$

aonde Q_H é a taxa de fótons H-ionizantes. Em todo este processo assume-se que nenhuma

³Daqui por diante usarei a sigla SFR - *Star Formation Rate*

⁴ $l(t)$ pode ser qualquer função que descreve a evolução temporal de qualquer fonte radiativa genérica *por unidade de massa formada* (portanto, dependente da *Initial Mass Function* - IMF) de uma população estelar simples (*Simple Stellar Population* - SSP)

radiação escapa da nuvem e, apesar de $L(H\alpha)$ estar corrigido por extinção, também assume-se que a poeira não espalha muito os fótons com $h\nu < 13.6$ eV. Escrevemos dQ_H como a equação (2.16). Integrando como a equação (2.18) obtemos:

$$Q_H = \int dQ_H = \int q_H(t) dM(t) \quad (2.20)$$

$$Q_H(t = T) = \int_0^T \psi(t) q_H(t) dt \quad (2.21)$$

Nas equações acima, q_H é a taxa de fótons H-ionizantes por unidade de massa formada. Nós podemos utilizá-lo como nosso tipo de luz l na equação (2.18) considerando os fótons que possam ionizar o hidrogênio ($h\nu \geq 13.6$ eV ou $\lambda \leq 912\text{\AA}$) e assim escrever:

$$q_H(t) = \int_0^{912\text{\AA}} \frac{l_\lambda}{hc} \lambda d\lambda. \quad (2.22)$$

Nesta equação, l_λ é a luminosidade por unidade de massa formada e comprimento de onda em unidades solares [$L_\odot/\text{\AA}M_\odot$] para uma SSP⁵. Com isso, nós ainda precisamos analisar como a integração de q_H evolui com o tempo, para então obter a SFR (ψ). Integrando q_H de hoje até T_U nós obtemos o número de fótons H-ionizantes produzidos pelas fontes que emitem a luz l :

$$N_H = \int_0^{T_U} q_H(t) dt \quad (2.23)$$

Para nossa configuração de modelos podemos ver a evolução de N_H no tempo na Fig. 2.4. Esta figura mostra a evolução de N_H no tempo, em valores absolutos (painel superior esquerdo) e relativamente ao total de N_H (painel superior direito). Em Cid Fernandes et al. (2011, Fig. 2b) nós podemos ver a evolução temporal de q_H sob todas as idades e metalicidades⁶. A mesma figura é reproduzida no painel inferior. É notável que o número de fótons H-ionizantes rapidamente converge ao máximo perto de $t = 10^7$ anos. Para uma SFR constante dentro dessa escala temporal ($\psi(t) \rightarrow \psi$) a equação (2.21) converge para

$$Q_H = \psi N_H(t = 10^7 \text{ anos, IMF, } Z_\star). \quad (2.24)$$

⁵Apesar de não escritas aqui, existem dependências com Z , IMF e isócronas em l_λ (portanto, também em q_H e todos os seus produtos)

⁶Naquele estudo, o grupo SEAGal/STARLIGHT utilizou as isócronas de Padova 1994 (<http://pleiadi.pd.astro.it/#data2>) com a IMF de Chabrier (2003).

Substituindo (2.24) em (2.19) podemos escrever:

$$\psi_{H\alpha} = \frac{2.226}{N_H h\nu_{H\alpha}} \times L_{H\alpha} \quad (2.25)$$

Este método nos dá uma SFR recente, em termos de que usamos o valor de N_H para $t = 10^7$ anos. Finalmente, resolvendo (2.25) encontramos o valor para k em (2.15) ($\psi \equiv \text{SFR}$):

$$\text{SFR}_{H\alpha} = 3.13 \text{ M}_{\odot} \text{ ano}^{-1} \times \left(\frac{L_{H\alpha}}{10^8 \text{ L}_{\odot}} \right) \quad (2.26)$$

Em Kennicutt (1998) esse coeficiente é calculado utilizando diferentes modelos estelares mas utilizando a mesma IMF. Convertendo o valor de nossa calibração para as unidades utilizadas neste artigo, temos $8.1 \times 10^{-42} \text{ ergs s}^{-1}$, o qual é bem próximo ao valor obtido anteriormente ($7.9 \times 10^{-42} \text{ ergs s}^{-1}$).

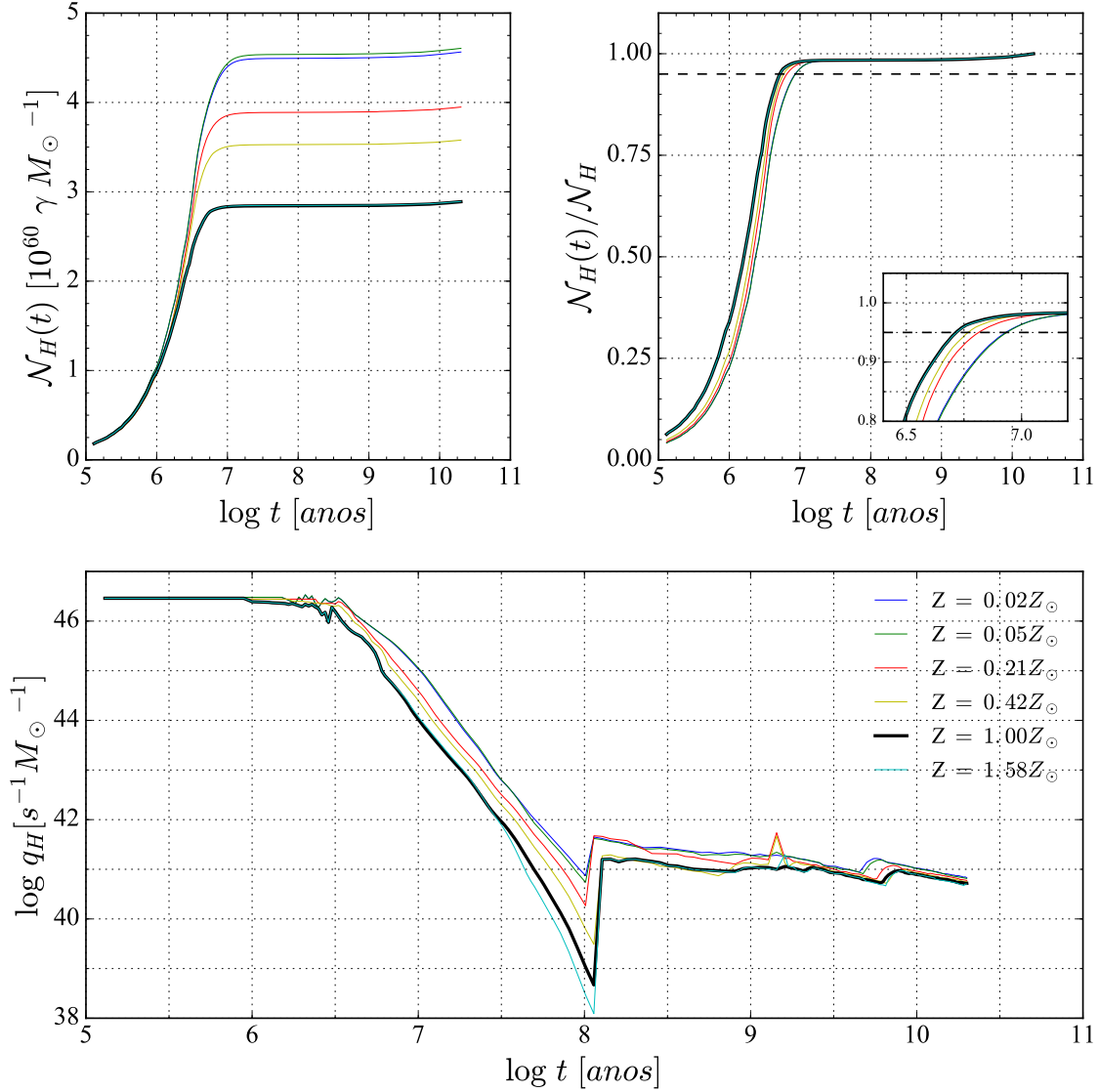


Figura 2.4: *Painel superior esquerdo:* A evolução no tempo do número de fótons (\mathcal{N}_H) para 6 metalicidades (de $0.02 Z_\odot$ até $1.58 Z_\odot$) que compoem nossos modelos de SSP. A linha preta grossa representa a evolução utilizando metalicidade solar. *Painel superior direito:* O mesmo que o *painel superior esquerdo* mas normalizado pelo valor total de \mathcal{N}_H . A linha pontilhada representa 95% do total de \mathcal{N}_H . Em destaque a região ao redor de 10 milhões de anos. *Painel inferior:* Evolução da taxa de fótons H-ionizantes em unidades da massa formada. Também mostra o valor seguindo o código de cores para as mesmas metalicidades.

Capítulo 3

Propriedades da síntese e propriedades nebulares

3.1 Amostra de galáxias

3.1.1 Artigo - CALIFA, the Calar Alto Legacy Field Area survey III. Second public data release.

Este artigo (em anexo, ??) descreve uma amostra de 200 galáxias que tiveram seus dados liberados para o público, no segundo lançamento público de dados (*data-release* - DR2). Enveredando por todos as configurações de observação, procedimentos de redução dos dados, avaliação de erros e controle de qualidade. Nesse artigo nosso grupo de populações estelares me encarregou de escrever os programas de análise e gerar as imagens que usamos para avaliar a qualidade da síntese de populações estelares com o STARLIGHT em 170670 espectros para distintas posições em cada galáxia, além de comparar com os resultados para a amostra do primeiro *data-release* (DR1). Durante a análise dos resíduos vimos que os mesmos reduziram sensivelmente desde a última versão, além de nos ajudar a melhorar a máscara de remoção de linhas telúricas dos espectros. Também verificamos que os erros relacionados aos espectros observados possuem uma distribuição muito próxima a uma gaussiana, ou seja, resíduos resultam praticamente ruído.

3.1.2 Definição da amostra deste trabalho

Neste trabalho estamos interessados em estudar a formação estelar recente em discos de galáxias. Nossa amostra começa contendo todas as 226176 regiões (zonas) das 305 galáxias espirais do CALIFA. Cada uma dessas zonas dessa é composta por um ou mais pixels, com um espectro resultante da soma dos espectros destes, para que tenhamos relação sinal-ruído maior ou igual a 20 na janela de normalização do espectro resultante. Esse procedimento, conhecido como *Voronoi binning*, está detalhado, juntamente com o procedimento de derivação das propriedades estelares através do código STARLIGHT para cada uma das regiões destas galáxias, em Cid Fernandes et al. (2013).

3.1.3 Classificação Morfológica

Com tipos morfológicos variando entre Sa e Sd, massas estelares entre 10^9 e $10^{11.5} M_{\odot}$ e populações estelares com idades médias entre 10^8 e 10^{10} anos, podemos ver na Fig. 3.1 que as galáxias se ordenam de forma interessante quando agrupadas por tipo morfológico, anti-correlacionando com a idade média estelar e a massa estelar (M_{\star} e t_{\star}) e correlacionando com a fração de luz proveniente das população jovens ($x_Y \equiv x_Y(t_{\star} < t_{SF})$). Cada galáxia contribui com um ponto em cada painel deste gráfico, ou seja, são propriedades integradas. Os intervalos entre primeiro e terceiro quartil quase não se sobrepõem no quando analisamos as classes morfológicas por idade média. O resultado parece ser muito interessante visto que a classificação morfológica foi feita por colaboradores do CALIFA totalmente através de inspeção visual das imagens na banda-r do *SDSS* das mesmas galáxias. Vemos também que as galáxias tipo Sd possuem as populações estelares mais jovens e menos massivas na média. Por ser um fenômeno apenas de posição do referencial de observação não deveríamos ver preferência por valor de relação de semi-eixos (b/a) quando dividimos em classes morfológicas, o que realmente acontece.

Estamos em fase de finalização de um artigo aonde comparamos a relação entre a taxa de formação estelar e a massa para diferentes classes morfológicas. Esse artigo deve sair por meados de 2016.

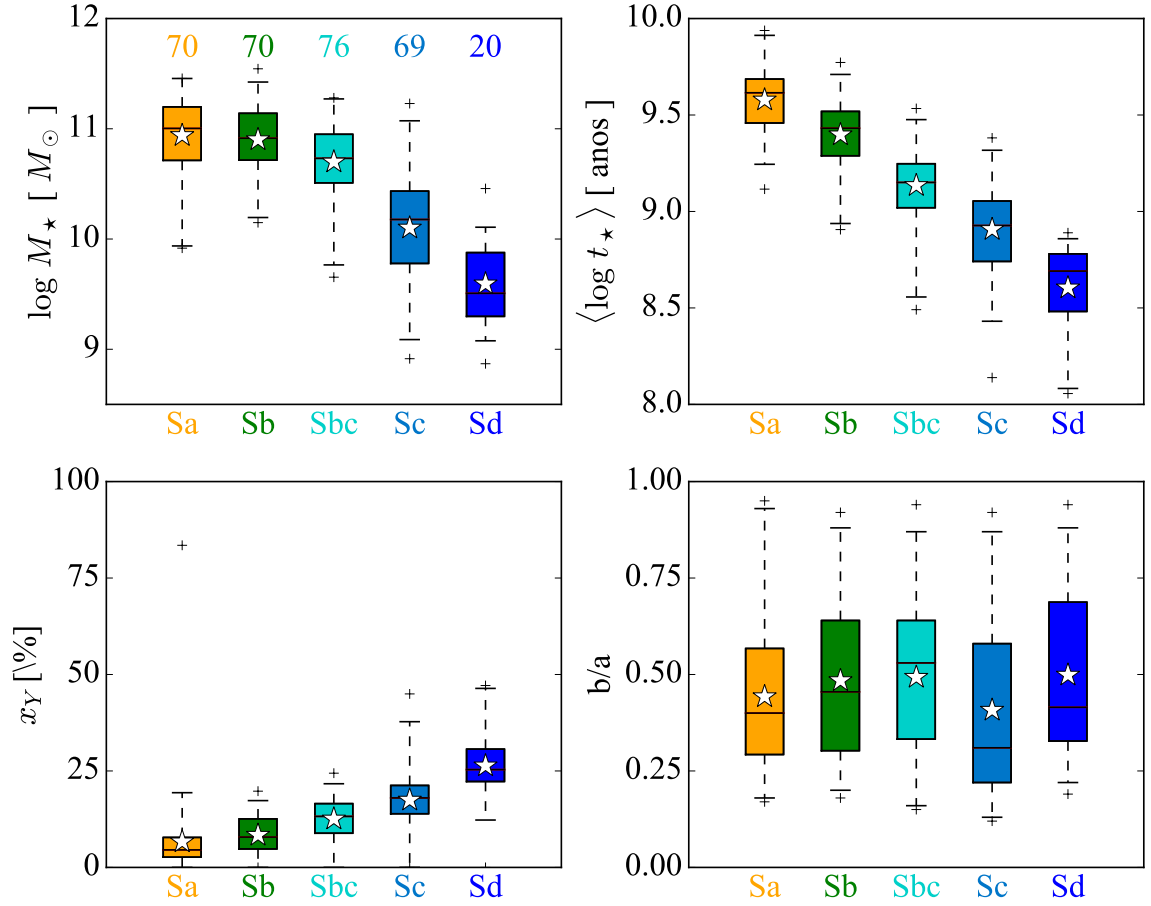


Figura 3.1: Em sentido horário a partir do painel superior esquerdo: gráfico da massa estelar, idade estelar média, fração de luz proveniente das população jovens ($x_Y \equiv x_Y(t_{\star} < t_{SF})$) e inclinação, divididos em classes morfológicas para 305 galáxias espirais da amostra total do CALIFA. No primeiro painel, temos o número de galáxias dentro de cada classe morfológica. Cada caixa tem altura definida pelo primeiro e terceiro quartil da distribuição dentro de um tipo morfológico. Uma faixa preta marca a mediana e uma estrela a média. Em cada caixa, a linha pontilhada vertical se estende mostrando o intervalo de 3σ . Valores que ficam fora do intervalo de 3σ são marcados por uma cruz vermelha.

3.1.4 Mascaramento de elementos e removendo outliers

Para que possamos focar nossos estudos às regiões de formação estelar, aplicamos uma máscara nos dados selecionando as regiões que possuam:

- medidas do fluxo integrado das linhas de $H\beta$, $[O III]$, $H\alpha$ e $[N II]$ com relação sinal-ruído maior do que 3;
- medidas para as seis propriedades comparadas neste capítulo (τ_V^* , τ_V^{neb} , Σ_{SFR}^* , Σ_{SFR}^{neb} , $\langle \log Z_\star \rangle_M$ e $\log(O/H)$);
- fração de população estelar jovem ($t_\star < t_{SF}$) maior que 5% ($x_Y > 5\%$);
- τ_V e τ_V^{neb} maiores que 0.05;
- mais do que cinco zonas contribuindo para o cálculo dos perfis radiais (ver 3.1.5);
- distância maior que 70% do raio que contém metade da luz (*half-light radius* - HLR).

O que aqui chamamos de população jovem discutiremos um pouco mais adiante, na Sec. 3.2. última imposição é feita para que não haja contaminação por zonas do bojo da galáxia (partes centrais onde as linhas são produzidas por diferentes fenômenos físicos, relacionados a um núcleo ativo). Esse valor (0.7 HLR) foi definido por nossos colaboradores analisando as curvas de brilho das galáxias e representa um valor máximo para localização de zonas centrais. Ao final, produzimos a Fig. 3.2 da mesma forma que a Fig. 3.1, mas com a densidade superficial de massa ao invés da massa, pelo fato de que as zonas não possuem mesma área. Nos sobram 16840 zonas de 199 galáxias (21 Sa, 42 Sb, 63 Sbc, 59 Sc e 14 Sd). Podemos ver que as tendências observadas na Fig. 3.1 não se alteram após estes cortes.

3.1.5 Perfis radiais

Uma maneira interessante de analisar galáxias é produzir perfis radiais para as propriedades físicas. Esse tipo de média azimutal (tanto em classes definidas por anéis circulares quanto em anéis elípticos) diminui o espalhamento dos pontos. Para a análise individual de cada galáxia também permite estudo da evolução das propriedades ao longo do raio. Quando colocamos todas as galáxias na mesma análise, a vantagem dos *bins* radiais vem do balanceamento da influência de cada galáxia quando analisamos todas juntas. Para que seja possível este “empilhamento” de galáxias, estas médias radiais são feitas definindo-se um raio efetivo para cada

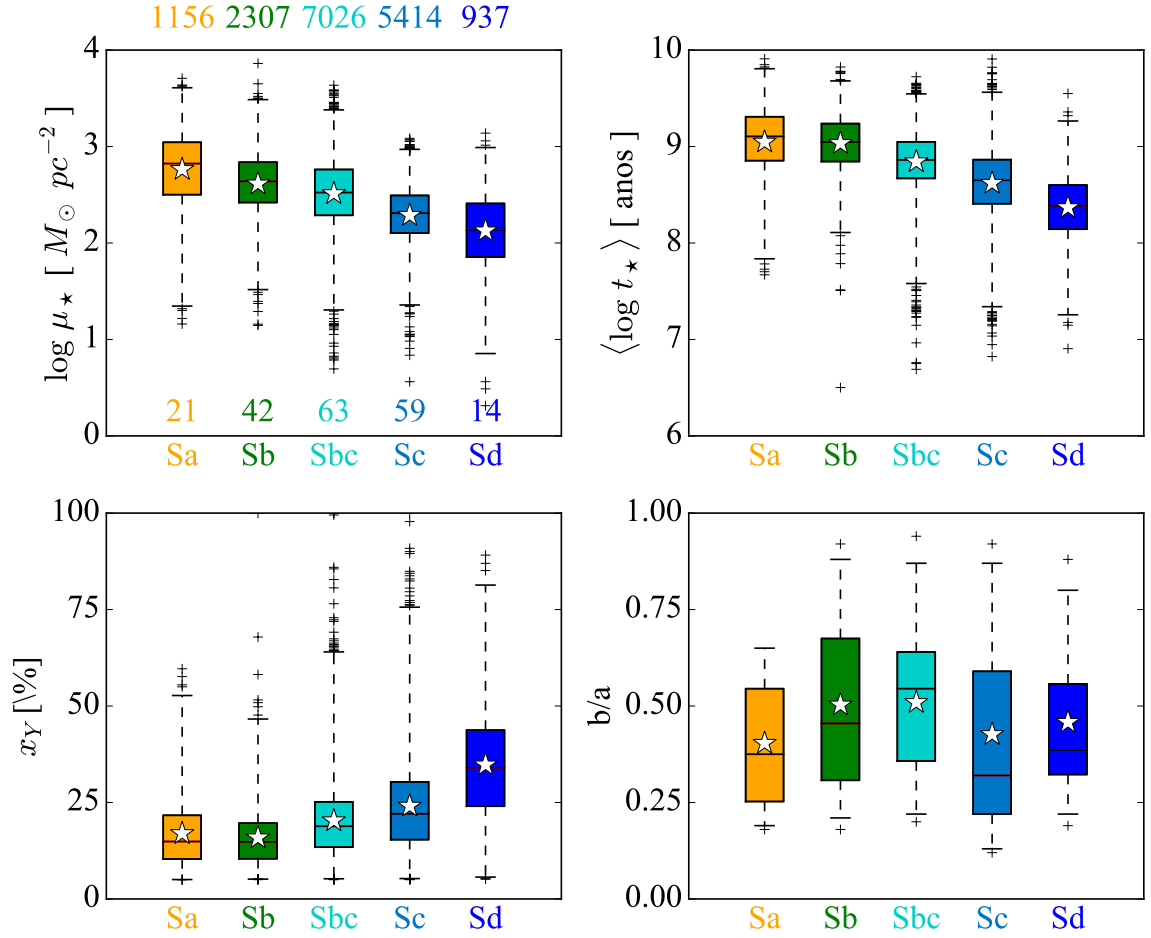


Figura 3.2: Mesma ideia da Fig 3.1 no entanto para todas as zonas restantes após a aplicação da máscara discutida em 3.1.4. No painel superior esquerdo temos a densidade superficial de massa, diferentemente da Fig. 3.1 pois as zonas possuem números diferentes de pixels, portanto, áreas diferentes. Também podemos ver acima deste painel o número de zonas contidas em cada classe morfológica. Vemos que as tendências notáveis para os valores integrados se mantêm quando analisamos os resultados por zona.

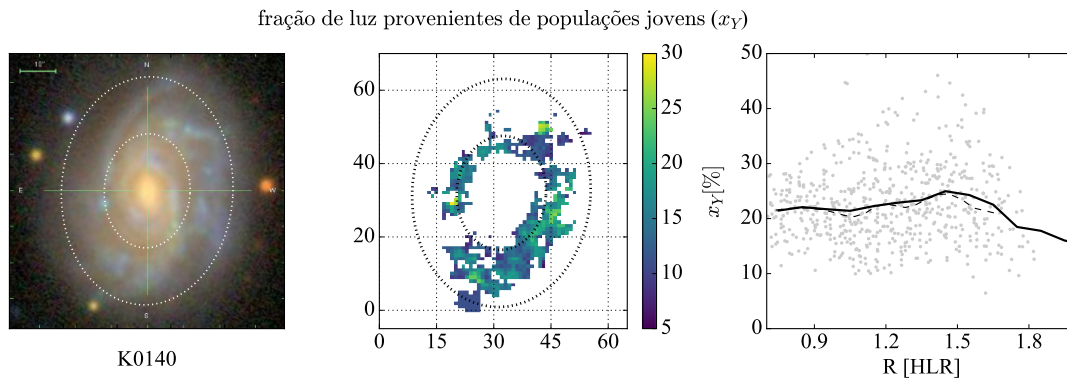


Figura 3.3: *Painel esquerdo:* Imagem da galáxia NGC1667 (CALIFA 140) do *SDSS*. *Painel central:* Mapa da fração percentual de luz proveniente das populações jovens (x_Y). *Painel direito:* x_Y contra a distância radial. Os pontos em cinza ao fundo são os valores para zonas. O perfil radial calculado em anéis elípticos com espessura de 0.1 HLR é desenhado com uma linha preta contínua. Já linha tracejada representa o valor da mediana de x_Y nesses anéis. Vemos que neste caso o valor do perfil radial de x_Y acompanha o valor da mediana da distribuição dos valores para zonas.

galáxia. No nosso caso utilizamos como raio efetivo aquele que comporta metade da luz da galáxia (*half-light radius* - HLR) e definimos 30 anéis com espessura de 0.1 HLR partindo do pixel central de cada galáxia.

No artigo de González Delgado et al. (2014b) os autores discutem as estruturas radiais de algumas propriedades estelares, aplicando este tipo de estudo para 107 galáxias contidas no *CALIFA Survey*. Nele são derivados os raios de metade da luz (HLR) e de metade da massa (*half-mass radius* - HMR) e deste resultado concluem que as galáxias são em geral 15% mais compactas em massa do que em luz. Também mostram que algumas propriedades, como idade estelar média, extinção por poeira e densidade superficial de massa estelar são bem representados pelo seus valores medidas a 1 HLR.

Neste trabalho, escolhemos utilizar perfis radiais em anéis elípticos, calculando a média dentro de todas as zonas não mascaradas em cana anel. Como um exemplo, podemos observar na Fig. 3.3 o perfil radial da fração de luz proveniente das populações jovens para a galáxia NGC1667 (objeto CALIFA 140). Nos dois primeiros painéis temos a imagem do *SDSS* do mesmo objeto e o mapa de x_Y calculado pelo *STARLIGHT*. No últimos vemos o perfil radial juntamente com o valor de x_Y para todas as zonas presentes na galáxia e que compõe nossa amostra. Dentro de nosso trabalho utilizamos as medidas em zonas, em perfis radiais e quando necessário, integradas (no disco ou na galáxia completa), nos possibilitando portanto verificar diferenças nestes tipos de abordagens.

3.2 Comparação entre as taxas de formação estelar

Com a síntese de populações estelares podemos calcular a história de formação estelar utilizando o vetor cumulativo de massa ($\eta_\star(t_\star)$), que abarca a fração total de massa convertida em estrelas para cada idade das populações da base (μ_j). Então podemos calcular uma taxa de formação dentro de um intervalo de tempo:

$$\eta_\star(t_\star) = \sum_{t_{\star,j} < t_\star} \mu_j \quad (3.1)$$

$$\overline{\text{SFR}}_\star(t_\star) = M_\star \frac{(1 - \eta_\star(t_\star))}{t_\star}, \quad (3.2)$$

onde M_\star é a massa total convertida em estrelas durante toda a história de formação estelar de uma galáxia.

Como explicado em 2.2, podemos medir a taxa de formação estelar recente medindo a luminosidade intrínseca de $\text{H}\alpha$. Com as duas taxas de formação estelar, uma recente e uma em função do tempo (t_\star) podemos encontrar o tempo que melhor correlaciona as duas medidas, de forma a encontrar uma escala de tempo que defina as populações jovens (t_{SF}), ou seja, populações recém formadas e que geralmente ainda residem nas regiões de formação estelar. Na Fig. 3.4 vemos a correlação entre as SFRs, calculando $\overline{\text{SFR}}_\star(t_\star)$ para diferentes idades. Neste gráfico os cortes definidos em 3.1 com relação a idade e coeficiente de extinção mínimos não estão aplicados. O mesmo é válido para cortes em distância radial. Encontramos t_{SF} como sendo próximo a 32 milhões de anos. Esse número não está muito distante da escala de tempo de vida das estrelas que produzem a maioria dos fótons capazes de produzirem a linha de $\text{H}\alpha$ ($\sim 10^7$ anos). Vemos também que o valor máximo de correlação não altera substancialmente entre 10^7 e $10^{7.5}$.

Este procedimento de comparação foi feito também em Asari et al. (2007), no qual os autores encontraram t_{SF} igual a 25 milhões de anos, para 82302 galáxias do *SDSS*. A síntese de populações estelares foi realizada utilizando o *STARLIGHT*, mas com uma diferente IMF.

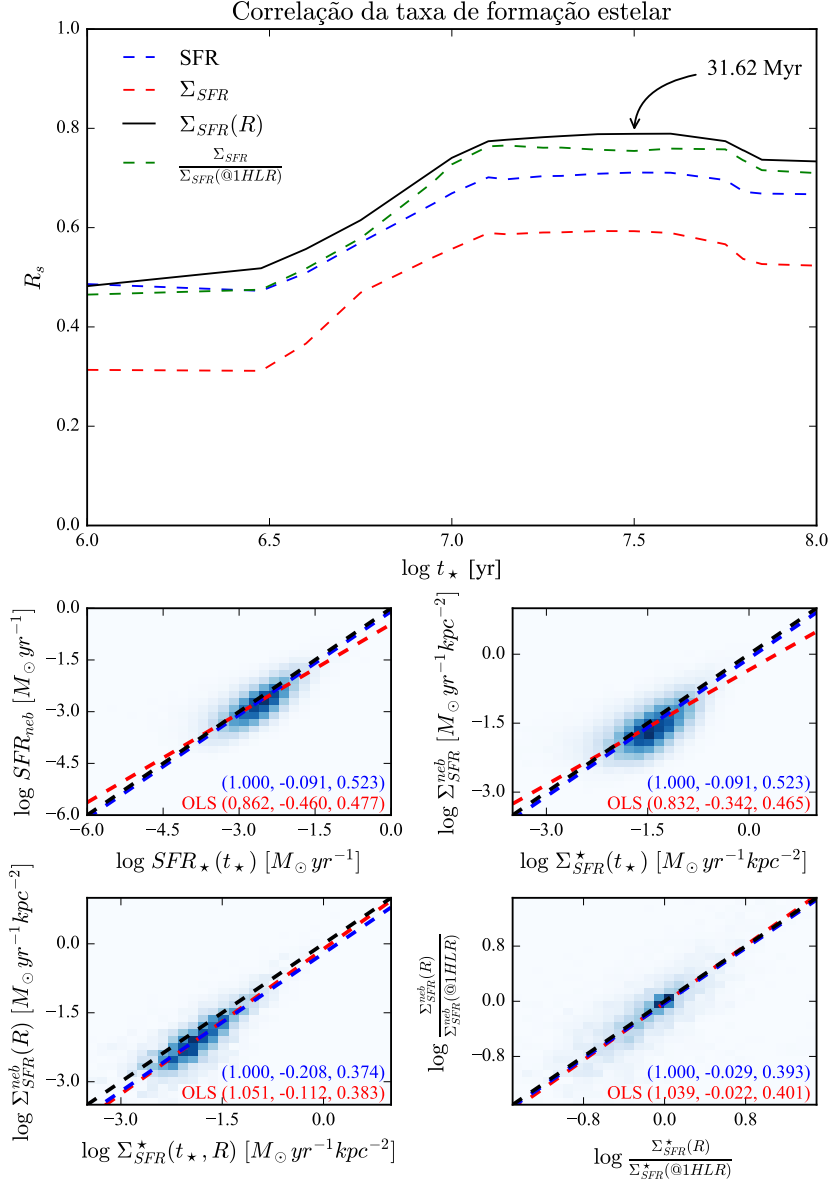


Figura 3.4: *Painel superior:* O coeficiente de correlação de Spearmann entre as SFR para diferentes t_\star . Para cada cor temos um tipo de cálculo de SFR e em linha preta contínua temos os valores do coeficiente de Spearmann para os perfis radiais de Σ_{SFR} , que possui o valor de idade que utilizamos para ser nossa escala de tempo de formação estelar (t_{SF}). *Demais painéis:* Cada um dos gráficos de comparação entre as SFR utilizando t_{SF} . Essa idade foi a escolhida pois é a que possui o melhor coeficiente de correlação entre os perfis radiais da densidade de coluna da SFR Σ_{SFR} . As correlações entre densidades de coluna são mais confiáveis pois removem o termo d^2 existente no cálculo da SFR que induz uma correlação direta entre SFR_\star e $SFR_{H\alpha}$. Em cada painel a linha pontilhada vermelha é o ajuste linear utilizando OLS bisector, em azul é o ajuste forçando que a inclinação seja 1 e em preto é a bissetriz ($x = y$).

3.3 Comparação entre os coeficientes de extinção

A síntese de populações estelares realizadas pelo STARLIGHT adota o mesmo modelo de extinção por poeira explicado em 2.1.1, onde todas as populações são atenuadas pelo mesmo fator $e^{-\tau_\lambda}$. Essa simplificação contraria tanto evidências observacionais quanto estudos teóricos, que caminham para um cenário onde populações mais jovens são mais atenuadas pela poeira que populações mais velhas.

Apesar do modelo de extinção ser o mesmo, o coeficiente calculado por cada um dos procedimentos é diferente, como podemos ver na Fig. 3.5. Esta figura apresenta a comparação entre os coeficientes de extinção para zonas e também para os perfis radiais. O coeficiente que vem do STARLIGHT é calculado no processo de ajuste espectral de maneira a evitar degenerescências nos resultados, já o do decremento Balmer representa melhor as regiões onde existem os observáveis necessários para seu cálculo, ou seja, regiões onde existam linhas de $H\alpha$ e $H\beta$, portanto, regiões mais jovens. Verificamos que a medida que vamos sendo mais exigente com fração de luz proveniente das populações jovens (x_Y), valor mínimo de τ_V^* e τ_V^{neb} , e distância radial de cada zona considerada na comparação (ver Fig. 3.6), as diferenças entre os dois coeficientes diminui, iluminando um caminho que vamos nos aprofundar um pouco melhor no próximo capítulo e que pode nos ajudar a um melhor entendimento do significado de τ_V^* .

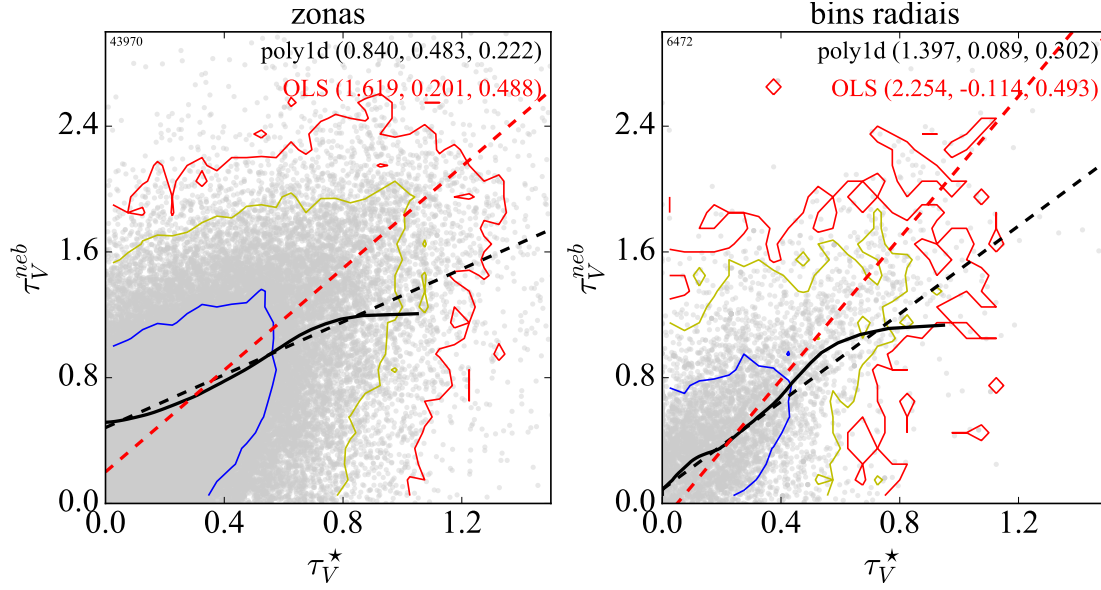


Figura 3.5: Comparação entre os coeficientes de extinção por poeira provenientes da síntese (τ_V^*) e do decremento de Balmer (τ_V^{neb}). Os contornos azul, amarelo e vermelho representam os intervalos de confiança (1σ , 2σ e 3σ). A linha preta representa a mediana e as linhas pontilhadas representam o ajuste utilizando *OLS bisector* (vermelha) e mínimos quadrados (preta). Este gráfico não possui a máscara da definição da amostra aplicada.

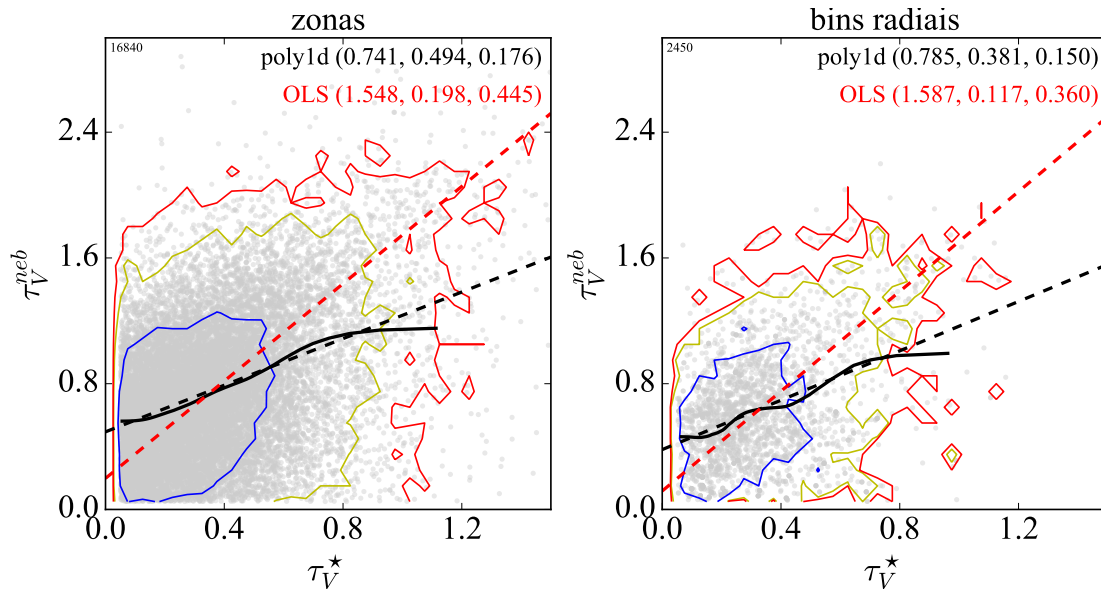


Figura 3.6: Igual a Fig. 3.5 mas com a máscara de amostra aplicada.

3.4 Comparação entre as metalicidades

3.4.1 Artigo - Insights on the Stellar Mass-Metallicity Relation from the CALIFA Survey.

No artigo de González Delgado et al. (2014a), (GD14 daqui em diante) cuja versão completa está no apêndice ?? e eu tenho participação, analisamos a relação entre massa estelar (M_\star - efeitos globais) e a densidade superficial de massa estelar (μ_\star - efeitos locais) com a metalicidade estelar (Z_\star) de uma amostra de 300 galáxias do CALIFA de todos os tipos morfológicos (desde E a Sd). Tremonti et al. (2004) investigam a mesma relação, embora para a metalicidade do gás (Z_{neb}) e apenas para galáxias SF, essa relação é conhecida como relação massa-metalicidade (*mass-metallicity relation* - MZR). Verificamos em nosso artigo que as galáxias seguem uma MZR, mas expandindo um intervalo muito maior de metalicidade. A relação totalmente estelar é mais inclinada que a relação comparando com a metalicidade do gás pois esta última nos fornece informações sobre o estado atual do gás e a primeira, sobre toda a história de formação estelar da galáxia. A metalicidade estelar para cada pixel (par x, y) é calculada segundo a equação:

$$\langle \log Z_\star \rangle_{M,xy} = \frac{\sum_{iZ} M_{\star,iZ,xy} \times \log Z}{\sum_{iZ} M_{\star,iZ,xy}}. \quad (3.3)$$

Sánchez et al. (2013) analisa essa relação para ~ 3000 regiões HII mapeadas em 150 galáxias do CALIFA. Comparando nossos resultados com os obtidos por Sánchez et al. (Fig. 2b em GD14) nestas regiões vemos que eles se distanciam conforme M_\star diminui. Após calculamos a metalicidade estelar considerando apenas populações jovens ($t_\star \leq 2$ bilhões de anos) vemos que o resultado se aproxima melhor da tendência para as regiões HII.

3.4.2 $\langle \log Z_\star \rangle_M$ vs $\log (O/H)$

Como citado em 2.1.2, com a calibração de Marino et al. (2013) temos metalicidade nebular para aquelas regiões aonde temos medidas para todas as linhas envolvidas no processo ($H\beta$, $[O III]$, $H\alpha$ e $[N II]$). Na Fig. 3.7 podemos ver a a relação entre a densidade superficial de massa estelar e a metalicidade nos três painéis de cima (zonas, anéis elípticos e galáxias integradas) e, na mesma sequência, temos a comparação entre a metalicidade nebular e estelar. Em cada gráfico aparecem as medianas para as metalicidades estelares calculadas para diferentes inter-

valos de idades. A Figura nos mostra que para mesmos valores de μ_\star a metalicidade estelar é mais alta para as estrelas mais jovens, o que parece ser um resultado coerente imaginando que o meio onde as novas estrelas nascem vai enriquecendo, fazendo com que novas estrelas tenham mais metalicidade. A metalicidade nebular parece ser muito menos sensível às regiões mais massivas do que a metalicidade estelar. Zahid et al. (2014), analisando galáxias com $z \lesssim 1.6$, argumentam que esse achatamento acontece quando o $M_\star \gg M_{gas}$, assim a quantidade de oxigênio presa dentro das estrelas (*lock-up fraction*) de baixa massa é da ordem daquela produzida pelas estrelas de alta massa. Os modelos de evolução química evoluíram bastante nos últimos anos (e.g., Lilly et al. 2013; Peng & Maiolino 2014; Ascasibar et al. 2015; Peng et al. 2015) e esperamos que logo tenhamos melhores resultados na área. O tema é muito interessante e tem muito ainda a ser explorado, principalmente os efeitos locais, quando analisamos esta relação internamente nas galáxias e seus efeitos em parâmetros globais.

3.4.3 Artigo - The CALIFA Survey across the Hubble sequence.

Durante o tempo que estive no IAA tive participação em dois artigos. O segundo deles (González Delgado et al. 2015, GD15 daqui em diante) (em anexo, ??) é um artigo onde resolvemos espacialmente as propriedades estelares baseados na síntese com o STARLIGHT para 300 galáxias do CALIFA entre todos os tipos morfológicos. Verificamos que as galáxias mais massivas são mais compactas, velha, mais rica em metais e menos extinguída por poeira. Discutimos algumas como as propriedades se comportam em partes distintas da galáxia (bojo e disco) e o quanto essas propriedades variam quando dividimos em classes de massa, idade e tipo morfológico. Encontramos gradientes negativos de $\langle \log Z_\star \rangle_M$ menos inclinados que os previstos por modelos de crescimento isolado. Galáxias do tipo Sb-Sbc possuem gradientes de $\langle \log Z_\star \rangle_M$ compatíveis com aqueles medidos para a Via Láctea. Galáxias tipo Sc possuem com gradientes mais planos, nos mostrando que a evolução química do disco contribui bastante com a evolução química das galáxias desta classe morfológica. Em uma visão geral, concluímos que o processo de cessão de formação estelar¹ é geralmente independente da massa total da galáxia, enquanto metalicidade e a estrutura física da galáxia são influenciadas por processos que são dependentes da massa.

¹Geralmente conhecido como *quenching*.

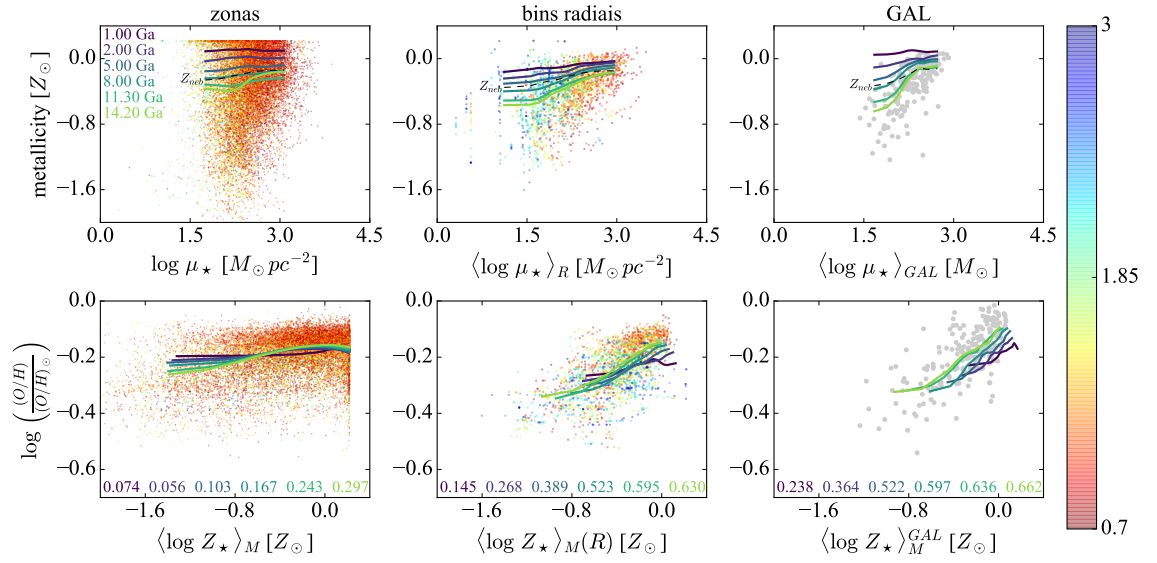


Figura 3.7: *Painéis superiores:* relação μZR para zonas (painel esquerdo), *bins* radiais (painel central) e galáxias integradas (painel direito). Os pontos desenhados em cada gráfico representam $\langle \log Z_{\star} \rangle_M$ calculado para todas as populações com distintas idades, coloridos pela distância radial (barra de cores em HLR). Cada gráfico possui a mediana da distribuição de $\langle \log Z_{\star} \rangle_M$ para diferentes intervalos de população ($t_{\star} \leq 1, 2, 5, 8, 11.3$ e 14.2 bilhões de anos), além da mediana para Z_{neb} ($\log((O/H)/(O/H)_{\odot})$). *Painéis inferiores:* Comparação $\langle \log Z_{\star} \rangle_M$ e Z_{neb} seguindo a mesma configuração acima (zonas, raio e integrado) com as medianas por diferentes intervalos de população no cálculo de $\langle \log Z_{\star} \rangle_M$ também. Seguindo o mesmo padrão de cores para as medianas, abaixo de cada gráfico vemos o coeficiente de correlação de Spearman entre $\langle \log Z_{\star} \rangle_M$ e Z_{neb} .

Referências Bibliográficas

- Asari, N. V., Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Torres-Papaqui, J. P., Mateus, A., Sodré, L., Schoenell, W., & Gomes, J. M. 2007, MNRAS, 381, 263
- Ascasibar, Y., Gavián, M., Pinto, N., Casado, J., Rosales-Ortega, F., & Díaz, A. I. 2015, MNRAS, 448, 2126
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, PASP, 93, 5
- Barnard, E. E. 1908, Astronomische Nachrichten, 177, 231
- Brinchmann, J., Charlot, S., Kauffmann, G., Heckman, T., White, S. D. M., & Tremonti, C. 2013, MNRAS, 432, 2112
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, ApJ, 345, 245
- Chabrier, G. 2003, PASP, 115, 763
- Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., Stasińska, G., & Gomes, J. M. 2005, MNRAS, 358, 363
- Cid Fernandes, R., Pérez, E., García Benito, R., González Delgado, R. M., de Amorim, A. L., Sánchez, S. F., Husemann, B., Falcón Barroso, J. et al. 2013, A&A, 557, A86
- Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Mateus, A., & Vale Asari, N. 2011, MNRAS, 413, 1687
- Draine, B. T. 2003, ARA&A, 41, 241
- González Delgado, R. M., Cid Fernandes, R., García-Benito, R., Pérez, E., de Amorim, A. L., Cortijo-Ferrero, C., Lacerda, E. A. D., López Fernández, R. et al. 2014a, ApJ, 791, L16
- González Delgado, R. M., García-Benito, R., Pérez, E., Cid Fernandes, R., de Amorim, A. L., Cortijo-Ferrero, C., Lacerda, E. A. D., López Fernández, R. et al. 2015, A&A, 581, A103

- González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., García-Benito, R., de Amorim, A. L., Sánchez, S. F., Husemann, B., Cortijo-Ferrero, C. et al. 2014b, *A&A*, 562, A47
- Guiderdoni, B. & Rocca-Volmerange, B. 1987, *A&A*, 186, 1
- Hubble, E. P. 1925, *The Observatory*, 48, 139
- Kennicutt, Jr., R. C. 1998, *ARA&A*, 36, 189
- Leroy, A. K., Bolatto, A., Gordon, K., Sandstrom, K., Gratier, P., Rosolowsky, E., Engelbracht, C. W., Mizuno, N. et al. 2011, *ApJ*, 737, 12
- Leroy, A. K., Walter, F., Sandstrom, K., Schrubba, A., Munoz-Mateos, J.-C., Bigiel, F., Bolatto, A., Brinks, E. et al. 2013, *AJ*, 146, 19
- Lilly, S. J., Carollo, C. M., Pipino, A., Renzini, A., & Peng, Y. 2013, *ApJ*, 772, 119
- Marino, R. A., Rosales-Ortega, F. F., Sánchez, S. F., Gil de Paz, A., Vílchez, J., Miralles-Caballero, D., Kehrig, C., Pérez-Montero, E. et al. 2013, *A&A*, 559, A114
- Mateus, A., Sodré, L., Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Schoenell, W., & Gomes, J. M. 2006, *MNRAS*, 370, 721
- Osterbrock, D. E. & Ferland, G. J. 2006, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*
- Peng, Y. & Maiolino, R. 2014, *MNRAS*, 443, 3643
- Peng, Y., Maiolino, R., & Cochrane, R. 2015, *Nature*, 521, 192
- Pérez, E., Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., García-Benito, R., Sánchez, S. F., Husemann, B., Mast, D., Rodón, J. R. et al. 2013, *ApJ*, 764, L1
- Rémy-Ruyer, A., Madden, S. C., Galliano, F., Galametz, M., Takeuchi, T. T., Asano, R. S., Zhukovska, S., Lebouteiller, V. et al. 2014, *A&A*, 563, A31
- Sánchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Jungwiert, B., Iglesias-Páramo, J., Vílchez, J. M., Marino, R. A., Walcher, C. J., Husemann, B. et al. 2013, *A&A*, 554, A58
- Schmidt, M. 1959, *ApJ*, 129, 243
- Stasińska, G., Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., & Asari, N. V. 2006, *MNRAS*, 371, 972

- Stasińska, G., Vale Asari, N., Cid Fernandes, R., Gomes, J. M., Schlickmann, M., Mateus, A., Schoenell, W., Sodré, Jr., L. et al. 2008, MNRAS, 391, L29
- Tremonti, C. A., Heckman, T. M., Kauffmann, G., Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., Seibert, M., Peng, E. W. et al. 2004, ApJ, 613, 898
- Zahid, H. J., Dima, G. I., Kudritzki, R.-P., Kewley, L. J., Geller, M. J., Hwang, H. S., Silverman, J. D., & Kashino, D. 2014, ApJ, 791, 130