

Exame de qualificação de doutorado: Poeira, metalicidade e formação estelar: estimando 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) – 16 de fevereiro 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	7
2.1	EmLinesDataCube	7
2.1.1	Extinção estimada através do decremento de Balmer	8
2.1.2	Metalicidade Nebular	9
2.1.3	Exemplo de utilização	10
2.2	Taxa de formação estelar	12
3	Amostra de galáxias	17
3.1	Artigo - CALIFA, the Calar Alto Legacy Field Area survey III. Second public data release.	17
3.2	Definição da amostra deste trabalho	18
3.2.1	Mascarando elementos e removendo <i>outliers</i>	18
3.2.2	Classificação Morfológica	19

3.3	Perfis radiais	22
4	Propriedades estelares e propriedades nebulares	27
4.1	Comparação entre as taxas de formação estelar	27
4.2	Comparação entre os coeficientes de extinção	31
4.3	Comparação entre as metalicidades	34
4.3.1	Artigo - Insights on the Stellar Mass-Metallicity Relation from the CALIFA Survey.	34
4.3.2	Metais em galáxias - $\langle \log Z_{\star} \rangle_M$ e $\log(O/H)$	34
4.3.3	Artigo - The CALIFA Survey across the Hubble sequence. Spatially resolved stellar population properties in galaxies	38
5	Extinção diferencial	39
5.1	Estudo empírico	39
5.1.1	Comparação direta entre os coeficientes	39
5.1.2	O papel de x_Y e da b/a	40
5.2	Modelagem e interpretação	44
5.2.1	O modelo	44
5.3	Próximos passos	46
5.3.1	Comparação com os dados.	46
5.3.2	Perfis radiais vs. propriedades integradas	47
6	Estimando frações de gás	49
6.1	Um modelo simples de evolução química	49
6.2	Relação de Kennicut-Schmidt e nossa <i>pseudo-KS</i>	50
6.2.1	Resíduos da <i>pseudo-KS</i>	51
6.3	Conversão de poeira em gás.	53

6.4 Eficiência e tempo de depleção do gás.	55
--	----

Lista de Figuras

2.1	Calibração da abundância de oxigênio no gás	10
2.2	Exemplo de programa utilizando o EmLinesDataCube.	11
2.3	Diagrama BPT produzido pelo programa no exemplo da Fig. 2.2.	12
2.4	Evolução temporal do número e da taxa de fótons H-ionizantes em unidades da massa formada.	15
3.1	Histogramas: densidade superficial de massa, idade média, fração de populações jovens e relação axial.	20
3.2	Classificação por morfologia.	21
3.3	Imagen e exemplos de mapas e perfis radiais.	23
3.4	Perfis radiais das propriedades físicas.	24
3.5	Histogramas dos perfis radiais das propriedades físicas.	25
4.1	Comparação entre as SFR.	29
4.2	Comparação entre as SFR após cortes.	30
4.3	Comparação entre os coeficientes de extinção.	32
4.4	Comparação entre os coeficientes de extinção (com máscara).	33
4.5	Relação μZR e comparação entre as metalicidades.	36
4.6	$\langle \log Z_\star \rangle_M$ vs. $\log (O/H)$ - perfis radiais	37

5.1	Comparação τ_V^* e histogramas de \mathcal{D}_τ e \mathcal{R}_τ .	40
5.2	\mathcal{D}_τ , x_Y e φ .	42
5.3	\mathcal{R}_τ , x_Y e φ .	43
5.4	Modelo para extinção diferencial.	45
5.5	Histogramas de τ_{BC} , τ_{ISM} e ρ .	47
6.1	A_V/μ_\star vs. $\langle \log Z \rangle_M$	50
6.2	Nossa <i>pseudo-KS</i> .	51
6.3	Resíduos da <i>pseudo-KS</i> .	52
6.4	Calibração das metalicidades.	54

Capítulo 1

Introdução

Com a criação e difusão em massa de dados gerados com os grandes projetos astronômicos atuais, nossa forma de enxergar o mundo vem se tornando cada vez menos ingênuas quanto ao Universo. Com diferentes faixas espectrais (desde raios- γ até micro-ondas), diferentes fontes de dados (spectros de galáxias integradas, espectroscopia de campo, imagens, monitoramento temporal) e diferentes objetivos, os *surveys* astronômicos¹ permeiam por diferentes fenômenos astrofísicos (**!obj!** - (*lista de diferentes projetos com referencias... SDSS, CALIFA, EDGE, JPAS, ALFALFA, PINGS, HERACLES, WISE, GALEX, 2dF...*)). Além de estarem formando um imenso legado de informações para futuros astrofísicos, são basilares para o desenvolvimento de novas ideias e resolução dos desafios atuais da área.

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 *surveys*. Nossa grupo foi pioneiro no estudo das propriedades físicas das populações estelares de aproximadamente um milhão de galáxias do *SDSS* através do projeto SEAGal/STARLIGHT² 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

¹Um *survey* astronômico é um levantamento de informações ou mapeamento de regiões do céu utilizando telescópios e detectores.

²<http://starlight.ufsc.br>

de Granada, Comunidade autônoma de Andalucía, ao sul da Espanha. Esse instituto pertence ao *Consejo Superior de Investigaciones Científicas* (CSIC), o maior órgão público (estatal) de pesquisas científicas na Espanha, e o terceiro maior da Europa. Conta com pesquisadores participantes do Projeto CALIFA, 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. 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 *clumps*. A formação estelar quando o centro desses acumulados de gás colapsam devido ao desbalanceamento energético entre pressão e gravidade. 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 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 , associado diretamente com a formação estelar, não possui um observável direto. A baixa massa da molécula 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). (Bolatto et al. 2013) revisa 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. Atualmente, trabalhos como a revisão

de Draine (2003) nos ajudam 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 presença de poeira nas regiões de formação estelar, podemos utilizá-la como maneira indireta de estimar a densidade superficial do gás oculto através da introdução de um fator de conversão:

$$\Sigma_{\text{gas}} = \frac{\Sigma_{\text{gas}}}{\Sigma_d} \times \Sigma_d = \kappa \times \Sigma_d. \quad (1.2)$$

O prefixo d designa poeira (*dust*, em inglês) e as densidades superficiais são dadas em $M_\odot pc^{-2}$. Diversos artigos discutem a calibração e os *caveats* deste tipo de conversão e também problemas de degenerescência na conversão CO-H₂ (Guiderdoni & Rocca-Volmerange 1987; Leroy et al. 2011, 2013; Rémy-Ruyer et al. 2014), mas quase todos eles utilizam medidas de infravermelho (IR) para estimar Σ_{dust} , onde os grãos de poeira geralmente re-emitem a luz absorvida em outras frequências. Já Brinchmann et al. (2013, BR13 daqui em diante) desenvolve a conversão de poeira para gás utilizando medidas da poeira em absorção, e não em emissão, como os estudos em IR, para as galáxias formadoras de estrelas³ do SDSS DR7. Na busca por traçadores de gás, escolhemos a poeira em absorção (na faixa do espectro óptico) para tal objetivo pois é uma quantidade à qual temos acesso, tanto via síntese espectral como por meio de linhas de emissão.

1.4 Este trabalho

Nessa primeira etapa do doutorado, como citado anteriormente, estamos procurando entender melhor a natureza das propriedades físicas estelares e nebulares e suas diferenças nas galáxias do Projeto CALIFA. No capítulo 2 descrevemos o processo de medidas das propriedades nebulares. A seleção da amostras, suas ressalvas e exemplos de perfis radiais são discutidos no capítulo três. Comparações entre algumas das propriedades nebulares e àquelas relacionadas provenientes da síntese são discutidas no capítulo 4. De maneira e 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 5. Por fim, no capítulo 6, deixo uma pincelada na direção da conversão de poeira para gás juntamente com proposição para os próximos passos deste projeto. Permeando os capítulos, quando pertinente,

³Galáxias *star-forming* (SF) - com ativa formação estelar.

descrevo minha participação em artigos nestes últimos dois anos.

Capítulo 2

Linhas de emissão

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

Neste capítulo descrevo um módulo em `PYTHON` que desenvolvemos para incluir medidas de linhas de emissão e subprodutos delas derivados em nossa plataforma geral de análise dos cubos de dados do CALIFA.

2.1 EmLinesDataCube

Dentre os diversos produtos indiretos da síntese de populações estelares, a medida dos fluxos integrados das linhas de emissão é peça fundamental em nosso projeto. Rubén García Benito, nosso colaborador e membro do Projeto CALIFA, 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. Provavelmente 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 de medida das linhas também calcula a abundância de oxigênio, um dos índices usados como metalicidade nebulosa ($\log(O/H)$), o coeficiente de extinção 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 PYCASSO¹ (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 estimada através do 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 a 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), e com isso podemos desenvolver (2.1) de maneira que possamos escrever uma equação para τ_V :

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

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

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

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

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

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

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

Nessa equação, os q_λ são provenientes da curva de extinção adotada.

Utilizando (2.7) podemos calcular qual o coeficiente de extinção para essas regiões nebulares. Para este cálculo utilizamos o fato de que a razão entre os fluxos intrínsecos das duas primeiras linhas da série de Balmer, H α e H β , varia muito um pouco com a metalicidade, a densidade e a temperatura. Usamos aqui esse valor como constante e igual a 2.86 (densidade eletrônica de $n = 100 \text{ cm}^{-3}$ e temperatura eletrônica $T_e = 10^4 \text{ K}$; Osterbrock & Ferland 2006). Com isso temos:

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

O erro propagado para τ_V^{neb} é:

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

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

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

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

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

Os termos de dentro da raiz na Eq. 2.13 são o inverso das relações sinal-ruído (S/N) de H α e H β . Como H β é sempre a mais ruidosa das duas, podemos aproximar a incerteza em τ_V^{neb} por:

$$\epsilon(\tau_V^{\text{neb}}) \approx \frac{2.886}{(S/N)_{\text{H}\beta}} \quad (2.14)$$

2.1.2 Metalicidade Nebular

Todos os demais elementos, além do hidrogênio e do hélio, são considerados metais em astrofísica. Os indicadores de metalicidade nebulosa mais utilizados são os que utilizam as medidas da linha de [O III] $\lambda 5007$ e [N II] $\lambda 6584$. As calibrações destes indicadores utilizadas pelo nosso projeto foram feitas por Marino et al. (2013, M13 daqui em diante) de forma empírica utilizando medidas de temperatura eletrônica de 603 regiões HII e mais medidas

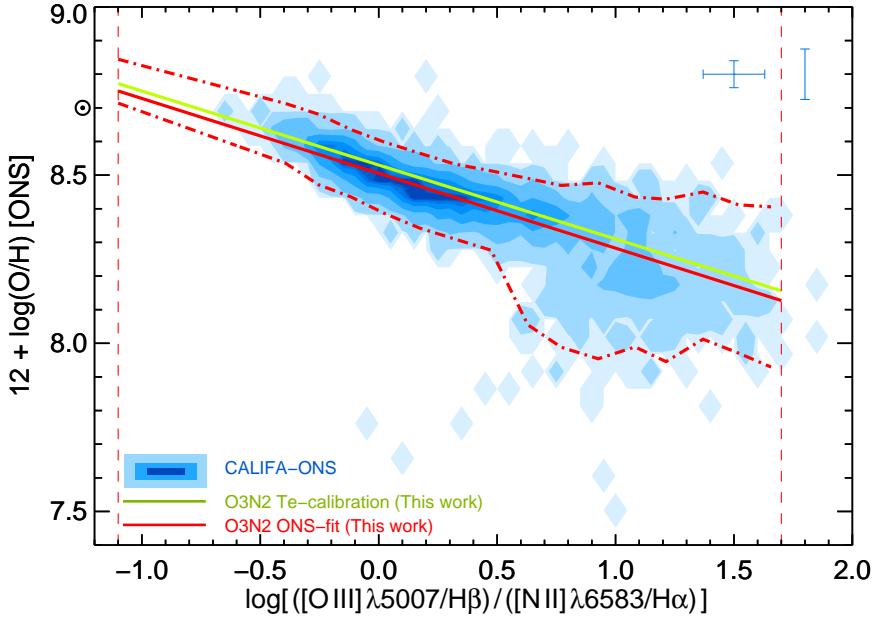


Figura 2.1: Calibração da abundância de oxigênio nebuloso para 3423 regiões HII mapeadas por Sánchez et al. (2013). Figura retirada de Marino et al. (2013)

nebulares de 3423 regiões HII 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 III] e [N II]. O valor encontrado pelos autores para a calibração do log (O3N2) foi:

$$12 + \log(O/H) = 8.533[\pm 0.012] - 0.214[\pm 0.012] \times O3N2 \quad (2.15)$$

onde O3N2 vem da razão entre os fluxos intrínsecos de [O III], H β , [N II] e H α :

$$O3N2 = \log\left(\frac{[OIII]\lambda5007}{H\beta} \times \frac{H\alpha}{[NII]\lambda6584}\right). \quad (2.16)$$

A Fig. 2.1 mostra o resultado da calibração por M13.

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 α , H β , [O III] λ 5007 e [N II] λ 6584) no código da Fig. 2.2 que resulta na Fig. 2.3. Primeiro

```

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 # Carregando arquivos FITS
8 K = fitsQ3DataCube(CALIFASuperFits)
9 K.loadEmLinesDataCube(EmLinesFits)
10 # Agora todos as informacoes sobre as linhas de
11 # emissao estao instanciadas em K.EL
12
13 # Indices dos vetores aonde estao armazenados os
14 # fluxos de cada linha
15 Ha_obs__z = K.EL.flux[K.EL.lines.index('6563'), :]
16 Hb_obs__z = K.EL.flux[K.EL.lines.index('4861'), :]
17 N2_obs__z = K.EL.flux[K.EL.lines.index('6583'), :]
18 O3_obs__z = K.EL.flux[K.EL.lines.index('5007'), :]
19 # Razao entre os fluxos de N2/Ha e O3/Hb
20 N2Ha__z = np.log10(N2_obs__z) - np.log10(Ha_obs__z)
21 O3Hb__z = np.log10(O3_obs__z) - np.log10(Hb_obs__z)
22
23 # Grafico
24 f = plt.figure()
25 ax = f.gca()
26 sc = ax.scatter(N2Ha__z, O3Hb__z, c = K.zoneDistance_HLR,
27                  cmap = 'viridis', vmax = 2, vmin = 0,
28                  marker = 'o', s = 10, alpha = 0.8, edgecolor = 'none')
29 ax.set_xlabel(r'$\log([NII]/H\alpha)$')
30 ax.set_ylabel(r'$\log([OIII]/H\beta)$')
31 cb = plt.colorbar(sc)
32 cb.set_label('R [HLR]')
33 plt.axis([-0.6, 0.3, -1.5, 1])
34 f.savefig('%s-BPT.pdf' % K.califaID)

```

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

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 MATPLOTLIB².

² <http://matplotlib.org/>

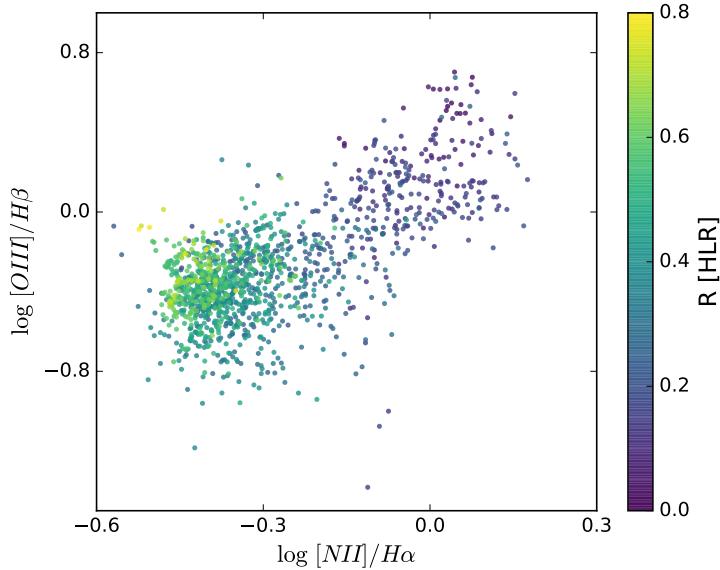


Figura 2.3: Diagrama BPT para as regiões da galáxia NGC29116 (objeto CALIFA 277) produzida pelo exemplo 2.2. Nela utiliza-se os fluxos de H α , H β , [O III] $\lambda 5007$ e [N II] $\lambda 6584$.

2.2 Taxa de formação estelar

Um dos métodos mais utilizados e difundidos para medida de taxa de formação estelar³ recente utiliza a linha de emissão de H α . 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 α .

Nós queremos calibrar a luminosidade da linha de H α ($L_{H\alpha}$) como um indicador de SFR (ψ) usando uma relação linear:

$$\psi_{H\alpha} = k \times L_{H\alpha}. \quad (2.17)$$

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

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

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

$$d\Lambda = l(t) dM(t). \quad (2.18)$$

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 (2.18) dentro do tempo do Universo ($T_U \sim 14$ bilhões de anos), nós teremos hoje, um total de

$$dM(t) = \psi(t) dt \quad (2.19)$$

$$\Lambda = \Lambda(t = T_U) = \int_0^{T_U} l(t) dM(t) = \int_0^{T_U} \psi(t) l(t) dt \quad (2.20)$$

luz l . Assumindo o caso B de recombinação do hidrogênio, um em cada 2.226 fótons ionizantes produzem um fóton de H α (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 α pode ser teoricamente calculada como:

$$L_{H\alpha} = h\nu_{H\alpha} \frac{Q_H}{2.226}, \quad (2.21)$$

aonde Q_H é a taxa de fótons H-ionizantes. Em todo este processo assume-se que nenhuma radiação ionizante escapa da nuvem e, apesar de $L(H\alpha)$ estar corrigido por extinção, também assume-se que a poeira não absorve muito os fótons com $h\nu < 13.6$ eV. Escrevemos dQ_H como a equação (2.18). Integrando como a equação (2.20) obtemos:

$$Q_H = \int dQ_H = \int q_H(t) dM(t) \quad (2.22)$$

$$Q_H(t = T) = \int_0^T \psi(t) q_H(t) dt \quad (2.23)$$

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 (2.20) considerando os fótons que possam ionizar o hidrogênio ($h\nu \geq 13.6$ eV ou $\lambda \leq 912\text{\AA}$) e assim escrever:

$$q_H(t) = \int_0^{912\text{\AA}} \frac{l_\lambda \lambda}{hc} d\lambda. \quad (2.24)$$

Nesta equação, l_λ é a luminosidade por unidade de massa formada e comprimento de onda em

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)

unidades solares [L_\odot/AM_\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 :

$$\mathcal{N}_H = \int_0^{T_U} q_H(t) dt \quad (2.25)$$

Para nossa configuração de modelos podemos ver a evolução de \mathcal{N}_H no tempo na Fig. 2.4. Esta figura mostra a evolução de \mathcal{N}_H no tempo, em valores absolutos (painel superior esquerdo) e relativamente ao total de \mathcal{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 (2.23) converge para

$$Q_H = \psi \mathcal{N}_H(t = 10^7 \text{ anos}, \text{IMF}, Z_\star). \quad (2.26)$$

Substituindo (2.26) em (2.21) podemos escrever:

$$\psi_{\text{H}\alpha} = \frac{2.226}{\mathcal{N}_H h\nu_{\text{H}\alpha}} \times L_{\text{H}\alpha} \quad (2.27)$$

Este método nos dá uma SFR recente, em termos de que usamos o valor de \mathcal{N}_H para $t = 10^7$ anos. Finalmente, resolvendo (2.27) encontramos o valor para k em (2.17) ($\psi \equiv \text{SFR}$):

$$\text{SFR}_{\text{H}\alpha} [\text{M}_\odot \text{ ano}^{-1}] = 3.13 \times \left(\frac{L_{\text{H}\alpha}}{10^8 L_\odot} \right) = 8.1 \times 10^{-42} L_{\text{H}\alpha} [\text{ergs s}^{-1}] \quad (2.28)$$

Em Kennicutt (1998) esse coeficiente é calculado utilizando diferentes modelos estelares mas utilizando a mesma IMF. Nossa valor é bem próximo daquele obtido no artigo (7.9×10^{-42}).

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 com a IMF de Chabrier (2003).

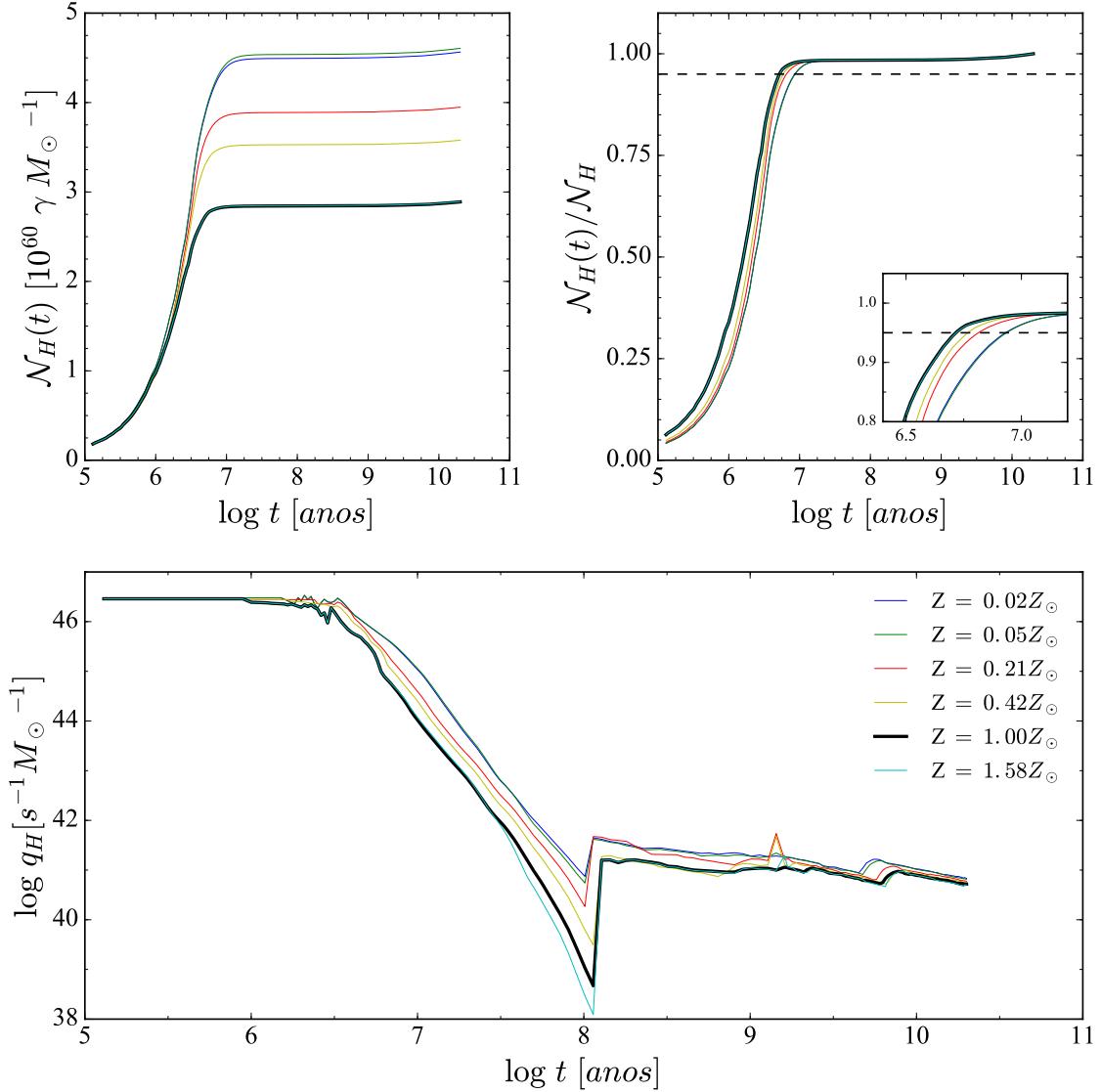


Figura 2.4: *Painel superior esquerdo:* A evolução no tempo do número de fótons (\mathcal{N}_H) para 6 metalicidades (de $0.02 Z_{\odot}$ até $1.58 Z_{\odot}$) que compõem nossos modelos de SSP. A linha preta grossa representa a evolução utilizando metalicidade solar. *Painel superior direito:* O mesmo 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

Amostra de galáxias

Nem todas as regiões das galáxias que estudamos têm medidas das linhas espectrais necessárias para nosso estudo. Essa falta não é um defeito de observação e sim uma característica intrínseca de determinada região. As linhas espectrais geralmente estão ligadas ao gás e nem todas as partes da galáxia possuem gás. Nesse capítulo vamos descrever a amostra e todas as características impostas em nossa amostra, faremos um breve comentário sobre a classificação morfológica de nossas galáxias, além de calcular e exemplificar alguns perfis radiais, que utilizaremos em nossas discussões futuras.

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

Esse artigo (Apêndice ??) descreve uma amostra de 200 galáxias que tiveram seus dados liberados no segundo lançamento público de dados (*data-release* - DR2) do CALIFA. 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. Todas os dados presentes nesse trabalho receberam passaram pelo mesmo pré-processamento detalhado neste artigo.

3.2 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).

3.2.1 Mascarando elementos e removendo *outliers*

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

- medidas do fluxo integrado das linhas de H β , [O III], H α e [N II] com relação sinal-ruído maior do que 3;
- medidas para as seis propriedades comparadas neste capítulo:
 - coeficiente de extinção proveniente da síntese - τ_V^* ;
 - coeficiente de extinção estimado através do decremento de Balmer - τ_V^{neb} ;
 - densidade superficial da taxa de formação estelar calculado através da síntese - Σ_{SFR}^* ;
 - densidade superficial da taxa de formação estelar calculado através da luminosidade de H α - $\Sigma_{\text{SFR}}^{\text{neb}}$;
 - metalicidade média das populações estelares, pesada pela massa estelar - $\langle \log Z_\star \rangle_M$;
 - abundância de oxigênio (utilizada como medida de metalicidade nebulosa) - $\log(O/H)$).
- fração de luz proveniente de populações estelares jovens maior que 0.05 (5%) ($x_Y > 0.05$);
- τ_V e τ_V^{neb} maiores que 0.05;
- mais do que cinco zonas contribuindo para o cálculo dos perfis radiais (ver 3.3);

- 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. 4.1. 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. Na figura 3.1 podemos ver os efeitos da máscara que forma nossa amostra sobre algumas propriedades. Em vermelho temos as 226176 regiões em 305 galáxias e, em azul, as 16479 zonas de 184 galáxias (19 Sa, 38 Sb, 59 Sbc, 55 Sc e 13 Sd). É notável que nossa seleção busca zonas mais compactas e mais jovens (maior fração de populações jovens diminuindo a idade média). O corte mais brusco em nossa amostra é devido a baixa relação sinal-ruído da linha de [O III] ($(S/N)_{[O\text{ III}]} < 3$) em 91142 zonas.

3.2.2 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. 3.2 que as galáxias se ordenam de forma interessante quando agrupadas por tipo morfológico, anticorrelacionando com a idade média estelar e a massa estelar (M_\star e t_\star) e correlacionando com a fração de luz proveniente das populações jovens ($x_Y \equiv x_Y(t_\star < 32 \times 10^6 \text{ anos})$). 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 quando analisamos as classes morfológicas por idade média.

Esse resultado parece ser 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 axial (b/a) quando dividimos em classes morfológicas, o que realmente acontece.

Estamos em fase de finalização de um artigo em que comparamos a relação entre a taxa de formação estelar e a massa para diferentes classes morfológicas. Esse artigo já foi submetido e deve sair logo agora no início de 2016.

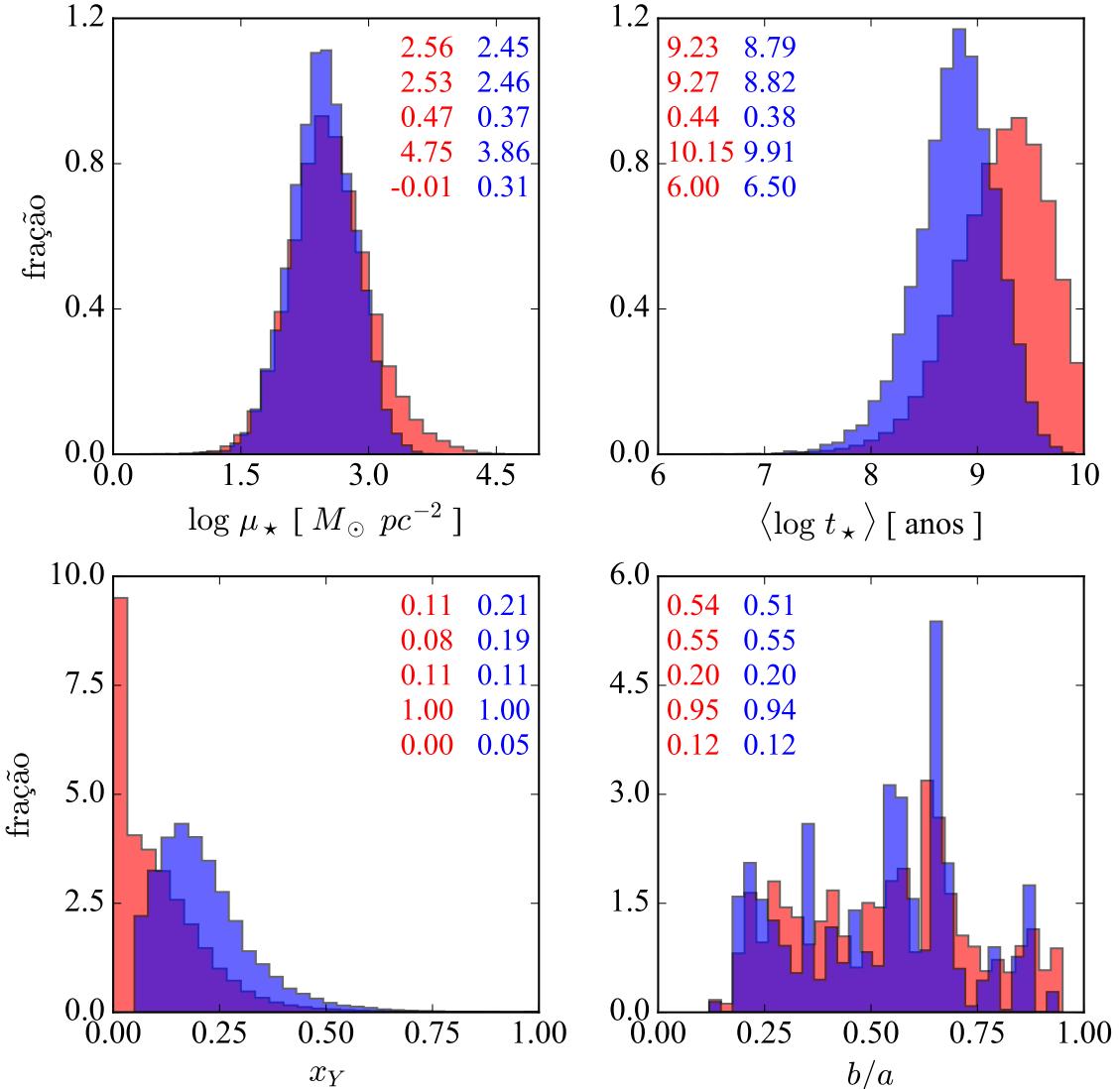


Figura 3.1: Histogramas da densidade superficial de massa, idade média, fração de populações jovens e relação axial. Em vermelho temos a distribuição de valores de 226176 regiões em 305 galáxias e, em azul, a de 16525 zonas de 184 galáxias resultantes da seleção. Em cada gráfico temos os valores da média, mediana, desvio padrão, máximo e mínimo de cada distribuição.

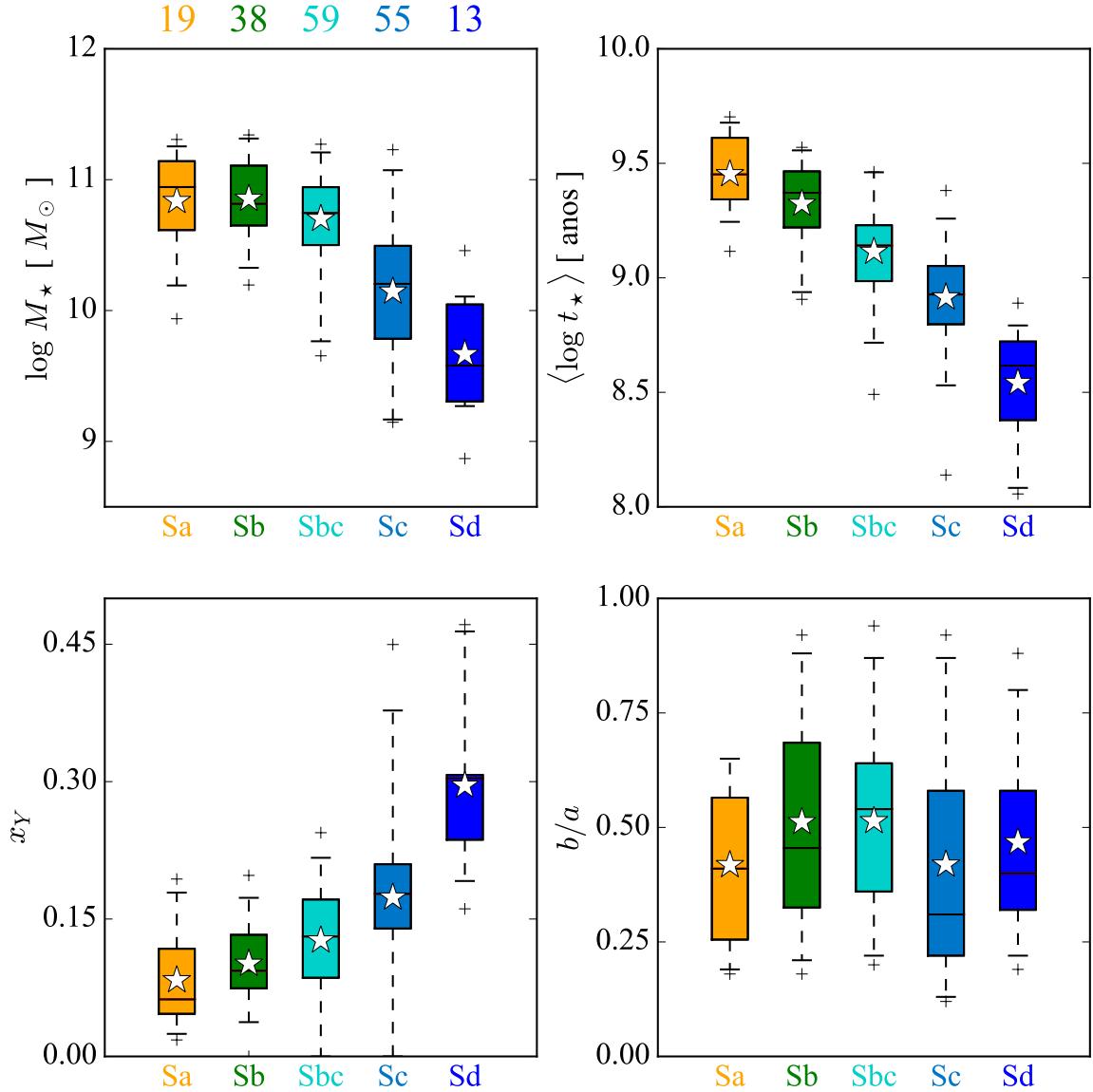


Figura 3.2: Em sentido horário a partir do painel superior esquerdo: gráfico da massa estelar, idade estelar média, fração de luz proveniente das populações jovens ($x_Y \equiv x_Y(t_\star < t_{SF})$) e inclinação, divididos em classes morfológicas para 305 galáxias espirais da amostra total do CALIFA. 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.

3.3 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平衡amento 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 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 (ou seja, indo até 3 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.

Escolhemos utilizar perfis radiais em anéis elípticos neste trabalho, calculando a média entre todas as zonas não mascaradas dentro de cana anel. Como um exemplo, podemos observar na Fig. 3.3 três exemplos de mapas e perfis radiais (x_Y , τ_V^* e τ_V^{neb}) da galáxia NGC1667 (objeto CALIFA 140). Em destaque (azul) temos o valor integrado para a galáxia. Dentro de nosso trabalho utilizamos as medidas em zonas, em perfis radiais e quando necessário, integradas (resolvendo para o disco ou para a galáxia completa), nos possibilitando portanto verificar diferenças nestes tipos de abordagens.

O perfil radial (entre 0.7 e 3 HLR) das principais propriedades utilizadas neste trabalho podem ser vistas na Fig. 3.4 juntamente com seus histogramas na Fig. 3.5. Elas são muito importantes em todos os aspectos que abordaremos: formação estelar, poeira e a conversão de densidade superficial de poeira em densidade superficial de gás em discos de galáxias espirais. Podemos ver que existem alguns gradientes negativos (crescem de fora para dentro) bem definidos de densidade superficial da taxa de formação estelar (Σ_{SFR}), abundância relativa de oxigênio (metalicidade nebular, O/H), densidade superficial de massa estelar (μ_*). Outras propriedades parecem não variarem muito dentro do disco. Alguns perfis mudam de tendência

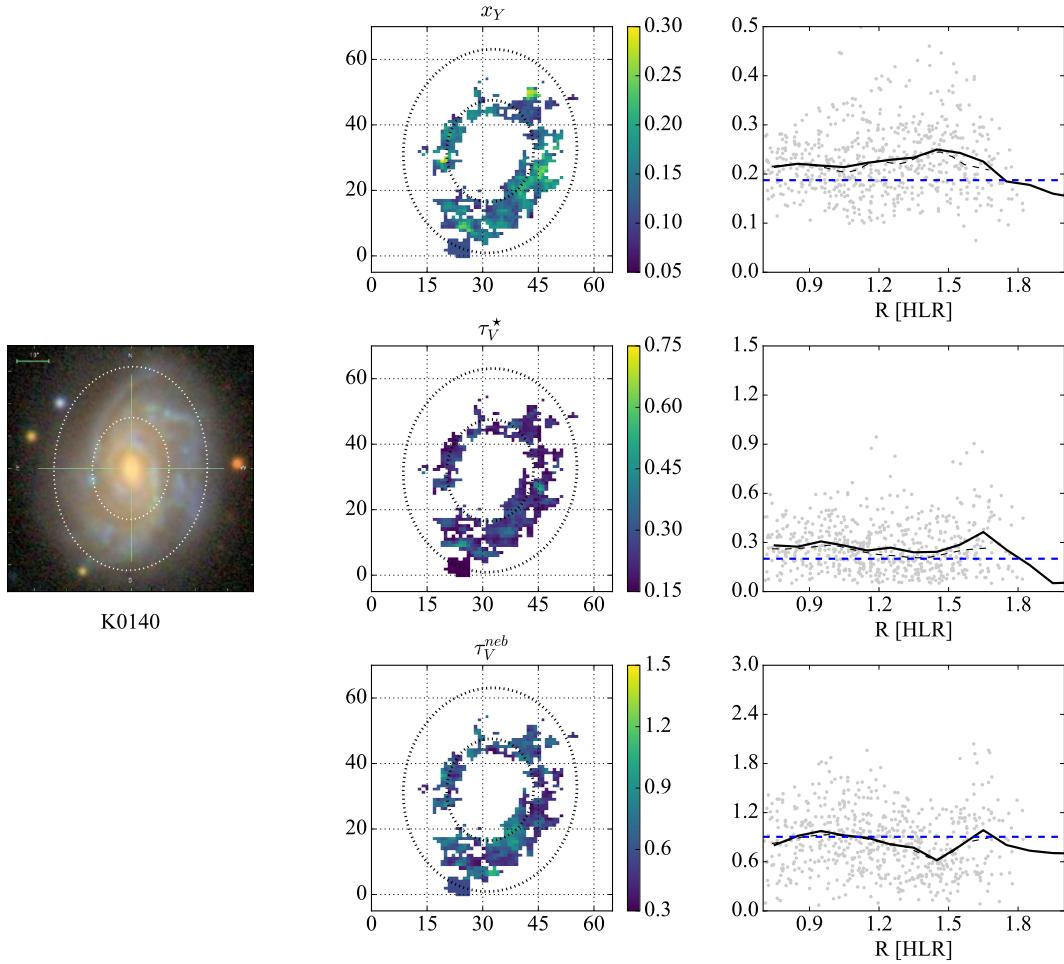


Figura 3.3: Imagem do *SDSS* da galáxia NGC1667 (CALIFA 140). Em cada fileira aparece o mapa e o perfil radial da fração de luz proveniente das populações jovens (x_Y - primeira fileira), do coeficiente de extinção resultante da síntese de populações estelares (τ_V^* - segunda fileira) e do coeficiente de extinção por decremento de Balmer (τ_V^{neb} - terceira fileira). Nos mapas duas elipses concêntricas marcam 1 e 2 HLR. Em cada gráfico do perfil radial aparece no fundo em cinza os valores para as zonas, em linha tracejada preta a mediana da distribuição ao longo do raio e em azul tracejado o valor integrado para a galáxia, além do perfil radial (linha preta contínua).

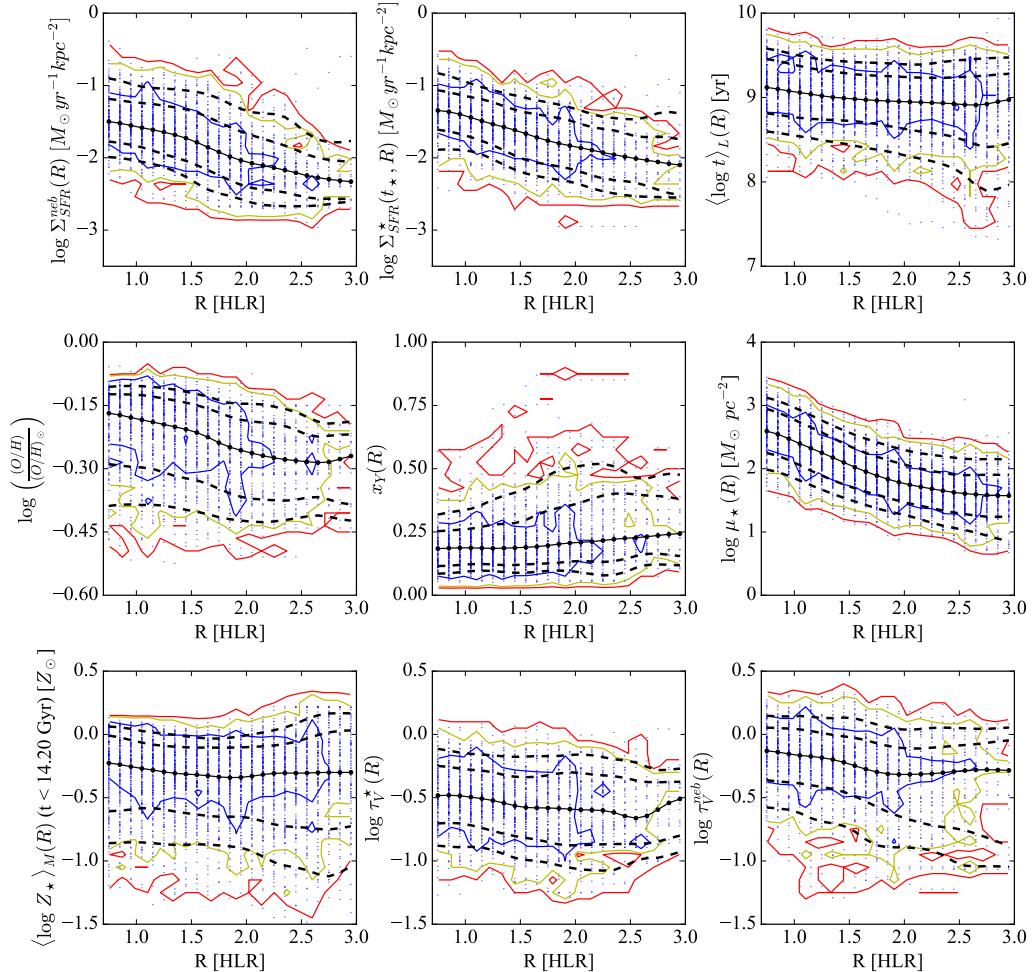


Figura 3.4: Perfis radiais das principais propriedades físicas abordadas neste trabalho. Da esquerda para direita e de cima para baixo temos: densidade superficial da taxa de formação estelar detectada por H α e pela síntese, idade média das populações estelares, metalicidade nebular, fração em luz de populações jovens, densidade superficial de massa estelar, metalicidade média das populações estelares, coeficiente de extinção da síntese e do decremento de Balmer. Em cada painel vemos também os contornos definindo 1σ , 2σ e 3σ da distribuição. As linhas marcam a mediana (linha contínua) e os 5,16,64,95 percentis (linhas tracejadas).

ao passar de 2 HLR, mas vale ressaltar que na maioria das distribuições, os pontos acima de 2 HLR ultrapassam 1σ . Embora não seja tão forte, existe um gradiente positivo na fração em luz de populações jovens.

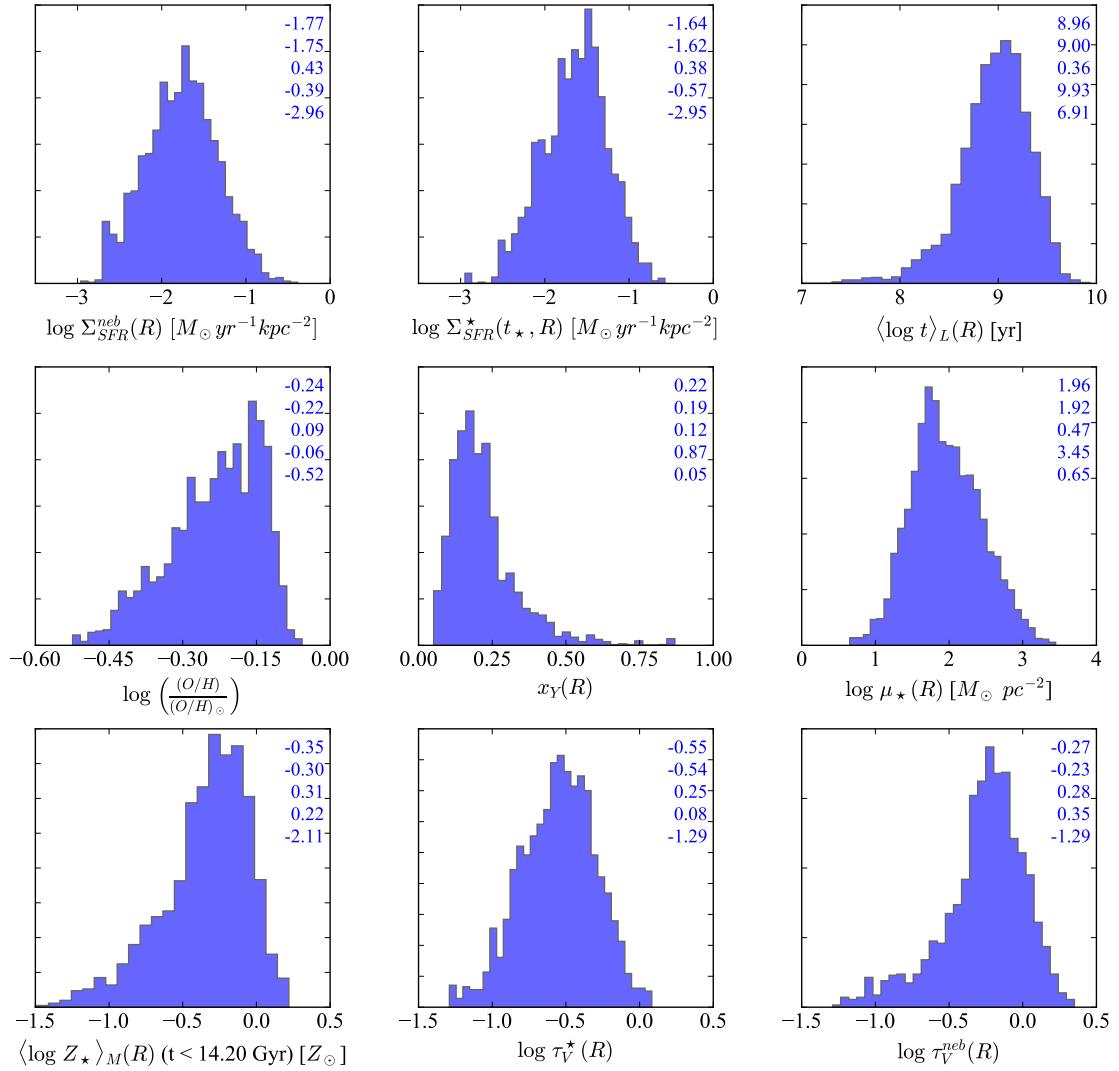


Figura 3.5: Histogramas para todas as propriedades físicas da Fig. 3.4. Os valores no canto superior direito marcam a média, mediana, desvio padrão, máximo e mínimo das distribuições.

Capítulo 4

Propriedades estelares e propriedades nebulares

Para nosso trabalho precisamos entender as diferenças entre as propriedades que obtemos através da síntese espectral e aquelas calculadas com as linhas de emissão. As propriedades da síntese são relacionadas às populações estelares e comparações com as nebulares podem nos ajudar a entender melhor a história de formação estelar de cada região. Através dos últimos anos esses estudos cruzados entre propriedades sintéticas e nebulares de quase um milhão de galáxias do *SDSS* renderam ótimos resultados para nosso grupo. Nesse capítulo faremos esse tipo de comparação utilizando as propriedades mais importantes diretamente para a conversão de poeira em gás: taxa de formação estelar, coeficiente de extinção por poeira e metalicidade.

4.1 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 integra 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:

$$\eta_\star(t_\star) = \sum_{t_{\star,j} < t_\star} \mu_j \quad (4.1)$$

$$\overline{\text{SFR}}_\star(t_\star) = M_\star \frac{(1 - \eta_\star(t_\star))}{t_\star}, \quad (4.2)$$

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

Como explicado na Sec. 2.2, podemos medir a taxa de formação estelar recente medindo a luminosidade intrínseca de H α . 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. 4.1 vemos a correlação entre as SFRs, calculando $\overline{SFR}_\star(t_\star)$ para diferentes idades. O mesmo é válido para cortes em distância radial. Encontramos t_{SF} como sendo próximo a 3.2×10^7 anos, escolhida pois é a que possui o menor desvio médio quadrático e 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 $SFR_{H\alpha}$. Neste gráfico os cortes definidos na Sec. 3.2.1 com relação a idade e coeficiente de extinção mínimos não estão aplicados, mas o resultado não se altera basicamente quando aplicamos os cortes. O que acontece é que a correlação para idades mais baixas que nosso t_{SF} escolhido aumentem e o o desvio quadrático diminua. Podemos ver esta diferença na comparando a Fig. 4.1 com a Fig. 4.2. 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 H α ($\sim 10^7$ anos). Vemos também que o valor máximo de correlação não altera substancialmente entre 10^7 e $10^{7.5}$ anos.

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. Apesar dessa diferença a concordância entre os resultados é boa.

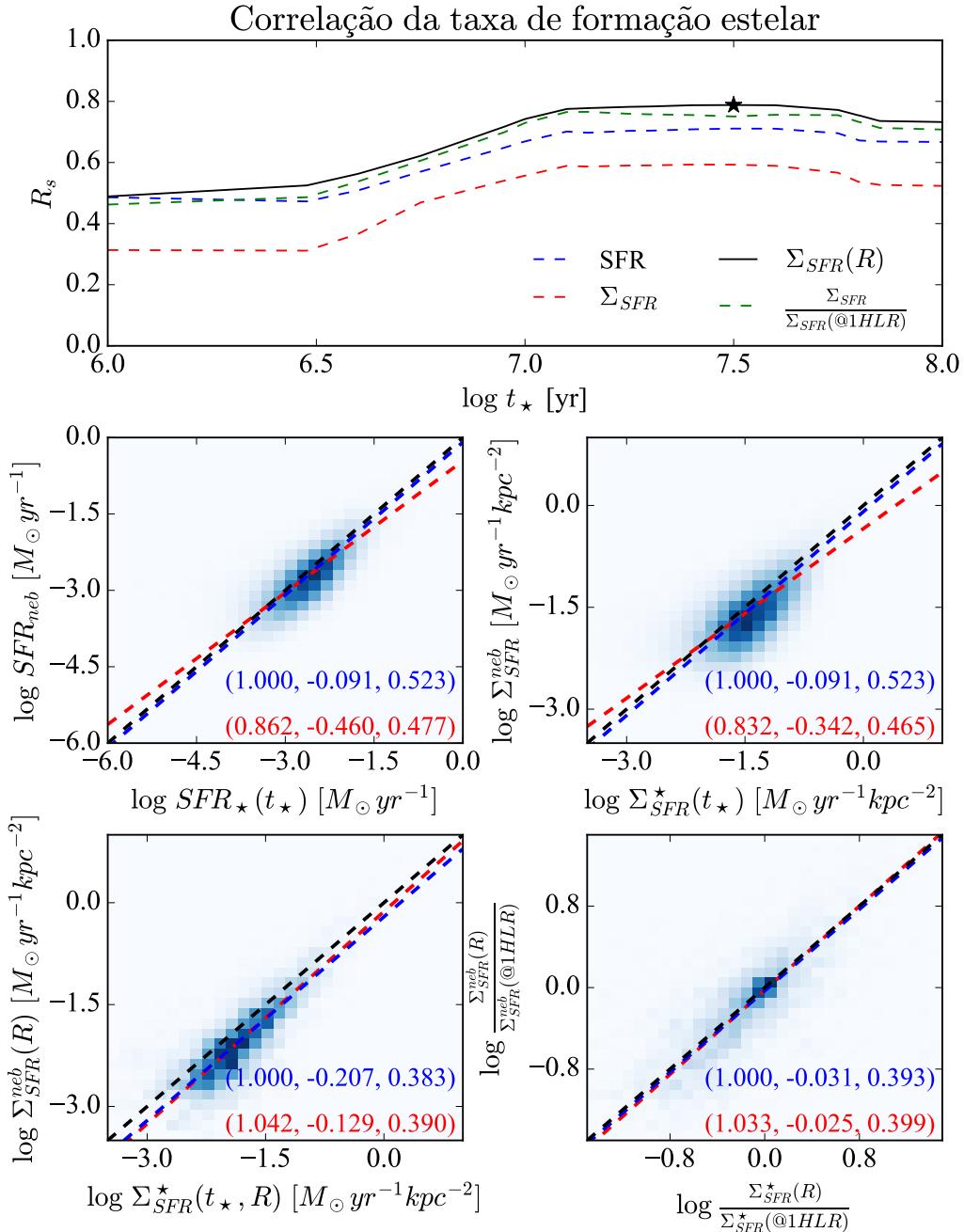


Figura 4.1: Painel superior: O coeficiente de correlação de Spearman entre as SFR para diferentes t_\star . Para cada cor temos um tipo de cálculo de SFR e em linha preta contínua temos os valores do coeficiente de Spearman para os perfis radiais de Σ_{SFR} , que possui o valor de idade que utilizamos para ser nossa escala de tempo de formação estelar (t_{SF}). Demais painéis: Cada um dos gráficos de comparação entre as SFR utilizando $t_\star = t_{SF} = 3.2 \times 10^7$ anos. 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 ($x = y$). Os números no canto inferior direito de cada painel temos o coeficiente angular, a interceptação da reta com o eixo vertical, e a média quadráticas dos desvios em relação ao ajuste.

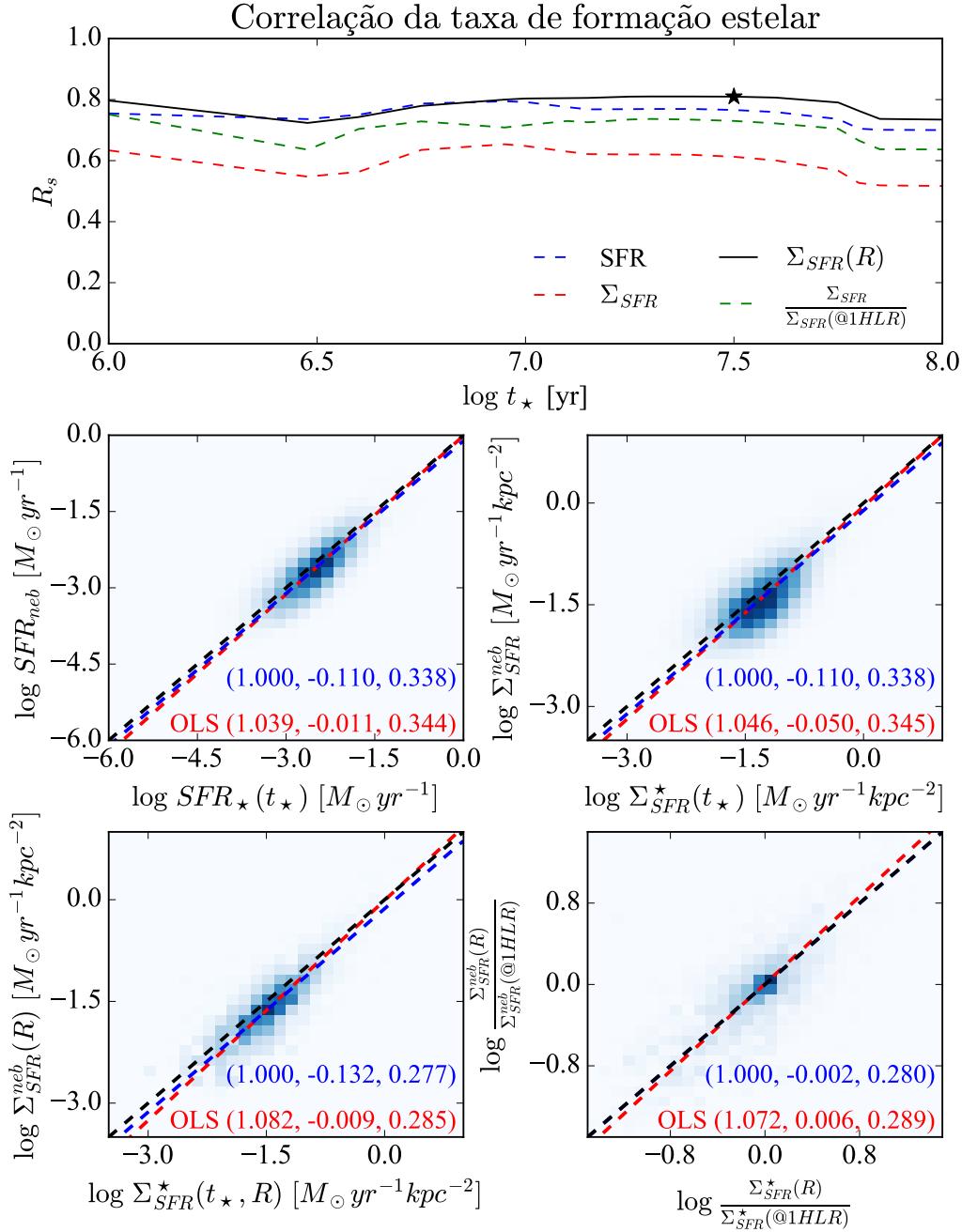


Figura 4.2: Igual a Fig. 4.1 mas com a aplicação dos cortes definidos em 3.2.1.

4.2 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 $e^{-\tau_A}$. 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. Calzetti et al. (1994) encontraram evidências diretas de que a extinção em regiões HII é aproximadamente duas vezes maior do que a das estrelas ($\tau_V^* \sim 0.44\tau_V^{neb}$). Charlot & Fall (2000) propõe um modelo onde populações jovens são atenuadas pela nuvem de gás que a gerou (*birth cloud* - BC) e encontra que o coeficiente de extinção das BC é cerca de 3 vezes maior que o do meio interestelar (*interstellar medium* - ISM). Kreckel et al. (2013) através de dados de espectrografia de campo integrado do KINGFISH calcula a densidade superficial de poeira dessas galáxias e chega a conclusão que o coeficiente de extinção derivados do contínuo estelar não correlaciona com a quantidade total de massa de poeira, diferentemente daquele derivado do decremento Balmer.

Apesar do modelo de extinção ser o mesmo, o coeficiente calculado por cada um dos procedimentos é diferente, como podemos ver na Fig. 4.3. 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, já o do decremento de Balmer representa melhor as regiões onde existem os observáveis necessários para seu cálculo, ou seja, regiões onde existam linhas de H α e H β , 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. 4.4), 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^* .

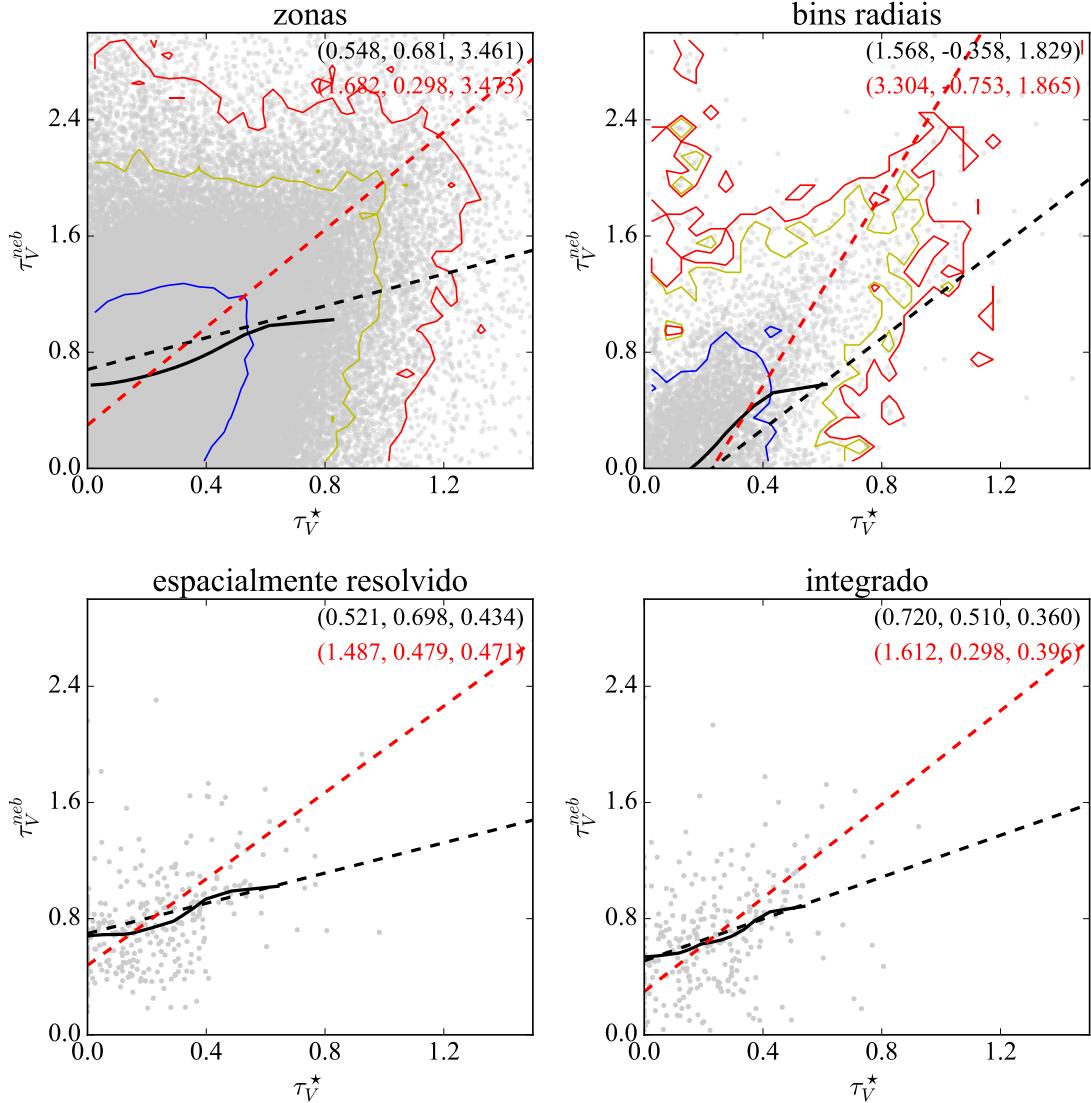


Figura 4.3: Comparação entre os coeficientes de extinção por poeira provenientes da síntese (τ_V^*) e do decremento de Balmer (τ_V^{neb}). Os contornos azul, amarelo e vermelho representam os intervalos de confiança (1σ , 2σ e 3σ). A linha preta representa a mediana e as linhas pontilhadas representam o ajuste utilizando *OLS bisector* (vermelha) e mínimos quadrados (preta). Como em todos os gráficos com ajustes lineares, em detalhe temos o coeficiente angular, a interceptação da reta com o eixo vertical, e a média quadráticas dos desvios em relação a cada ajuste. Este gráfico não possui a máscara da definição da amostra aplicada.

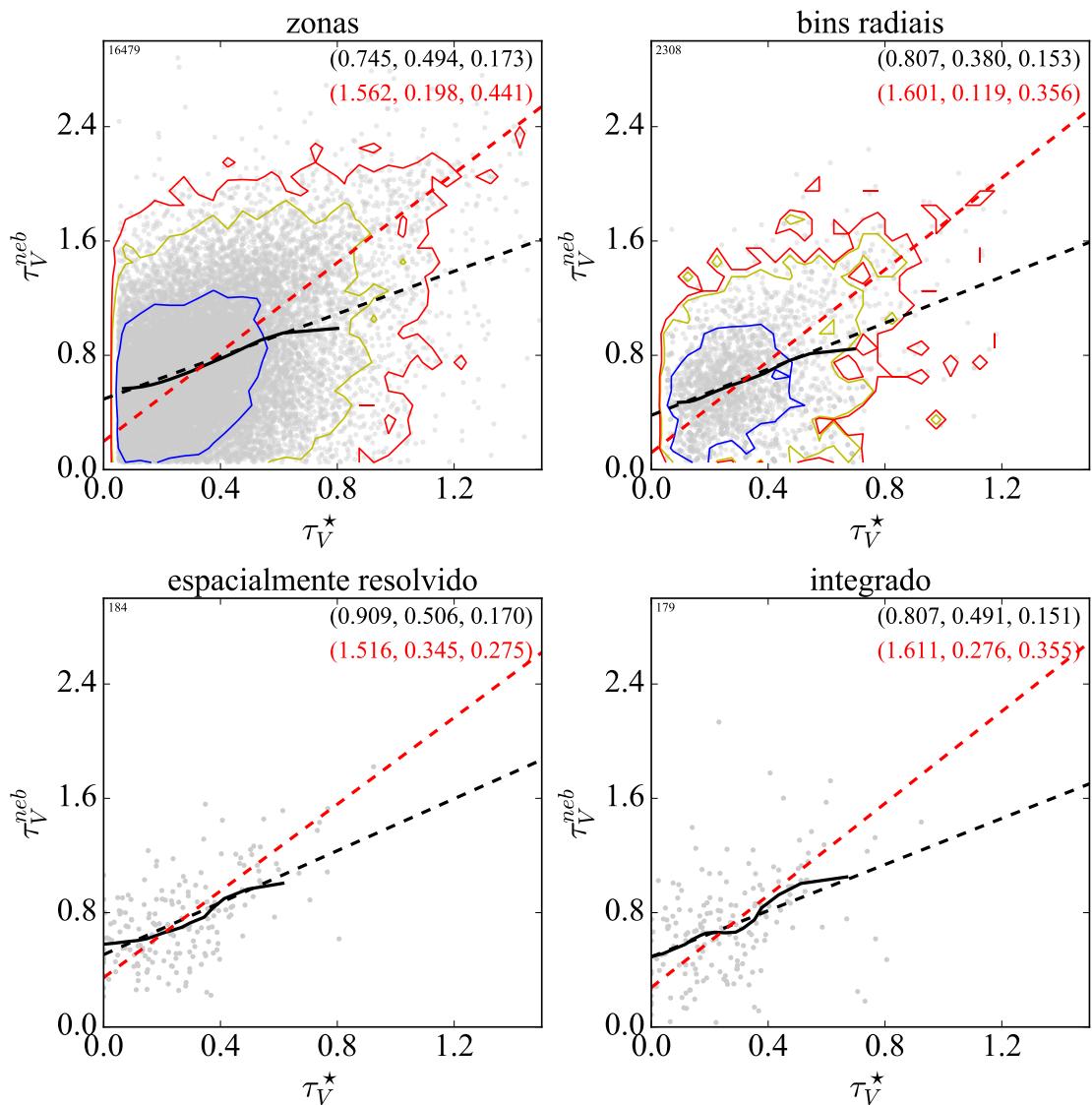


Figura 4.4: Igual a Fig. 4.3 mas com a máscara de amostra aplicada.

4.3 Comparação entre as metalicidades

4.3.1 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 6 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-meticidade (*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:

$$\langle \log Z_\star \rangle_{M,xy} = \frac{\sum_{tZ} M_{\star,tZ,xy} \times \log Z}{\sum_{tZ} M_{\star,tZ,xy}}. \quad (4.3)$$

onde $M_{\star,tZ,xy}$ representa a massa em estrelas com idade t e metalicidade Z no spaxel xy .

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 calcularmos 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.

4.3.2 Metais em galáxias - $\langle \log Z_\star \rangle_M$ e $\log(O/H)$

Como citado em 2.1.2, com a calibração de M13 temos a metalicidade nebulosa para aquelas regiões aonde temos medidas para todas as linhas envolvidas no processo ($H\beta$, [O III], H α e [N II]). Na Fig. 4.5 podemos ver 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 nebulosa e estelar. Em cada gráfico

aparecem as medianas para as metalicidades estelares calculadas para diferentes intervalos 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 nebulosa 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 achamento acontece quando o $M_\star \gg M_{\text{gas}}$, 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.

Na Fig. 4.6 vemos em detalhe a comparação entre as metalicidades estelar e nebulosa para os perfis radiais e das galáxias de nossa amostra (painel central da segunda fileira na Fig. 4.5). A comparação entre essas duas propriedades deve ser analisada com cuidado, porque estamos tratando de coisas bem diferentes derivadas de maneira completamente diferente, todavia a correlação existe e já foi identificada por diversos artigos (Cid Fernandes et al. 2005; Gallazzi et al. 2005; Cid Fernandes et al. 2007; Asari et al. 2007). Stasińska et al. (2006) enfatiza que esse método de derivação de metalicidade nebulosa utilizando métodos com linhas fortes (*strong-line methods* (Pagel et al. 1979)) são calibrados geralmente em gigantes regiões HII, portanto ainda são necessários estudos sobre os gradientes de metalicidades dentro de galáxias. Ainda sim, vejo uma boa correlação entre as duas medidas. Os valores para zonas possuem muito espalhamento, mas quando verificamos os valores os perfis radiais (e também os valores integrados, embora aqui não demonstrados) vemos que existe uma boa correlação entre as duas com um esplhamento pequeno (em todos os *bins* menor que 0.2 dex). Vemos também que temos uma tendência para que populações na parte mais interna do disco possuam metalicidades mais altas que nas partes externas. Essa discussão é muito interessante e precisa ser muito desenvolvida, mas não é parte dessa nossa primeira etapa. Entretanto, a conversão de poeira para gás (coeficiente κ na Eq. 1.2) é dependente de metalicidade, portanto, o tema surgirá nas próximas etapas deste trabalho.

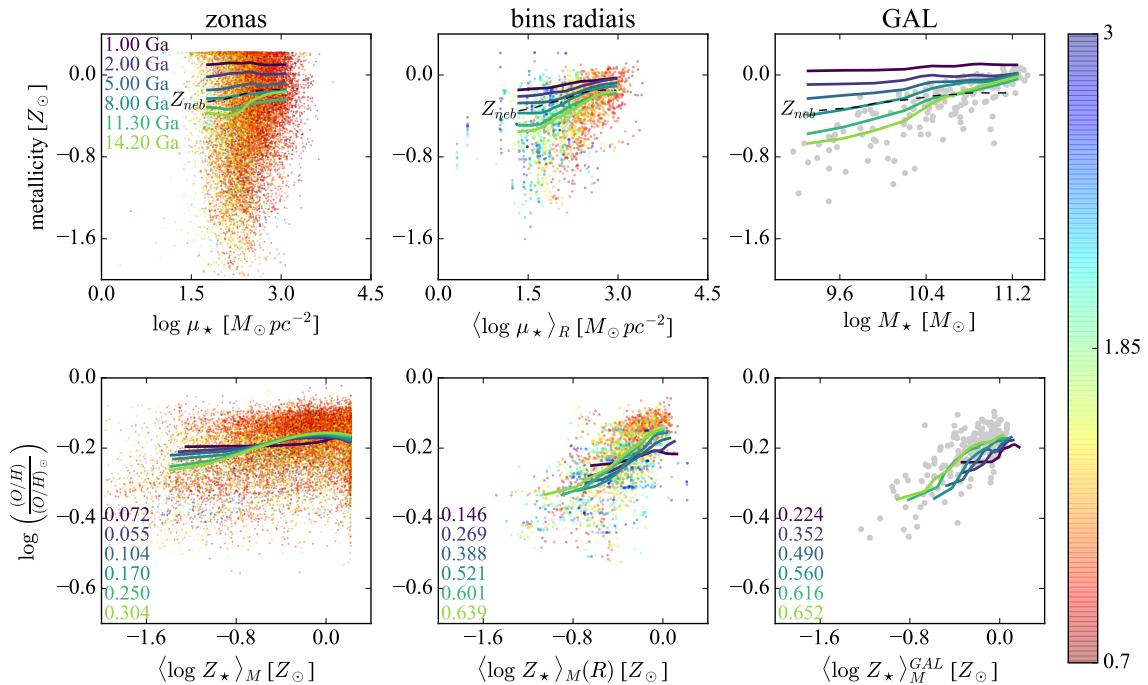


Figura 4.5: Painéis superiores: relação μZR para zonas (painedel esquerdo), *bins* radiais (painedel central) e galáxias integradas (painedel direito). Os pontos desenhados em cada gráfico representam $\langle \log Z_\star \rangle_M$ calculado para todas as populações com distintas idades, coloridos 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: Comparaçāo $\langle \log Z_\star \rangle_M$ 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 correlaçāo de Spearmann entre $\langle \log Z_\star \rangle_M$ e Z_{neb} .

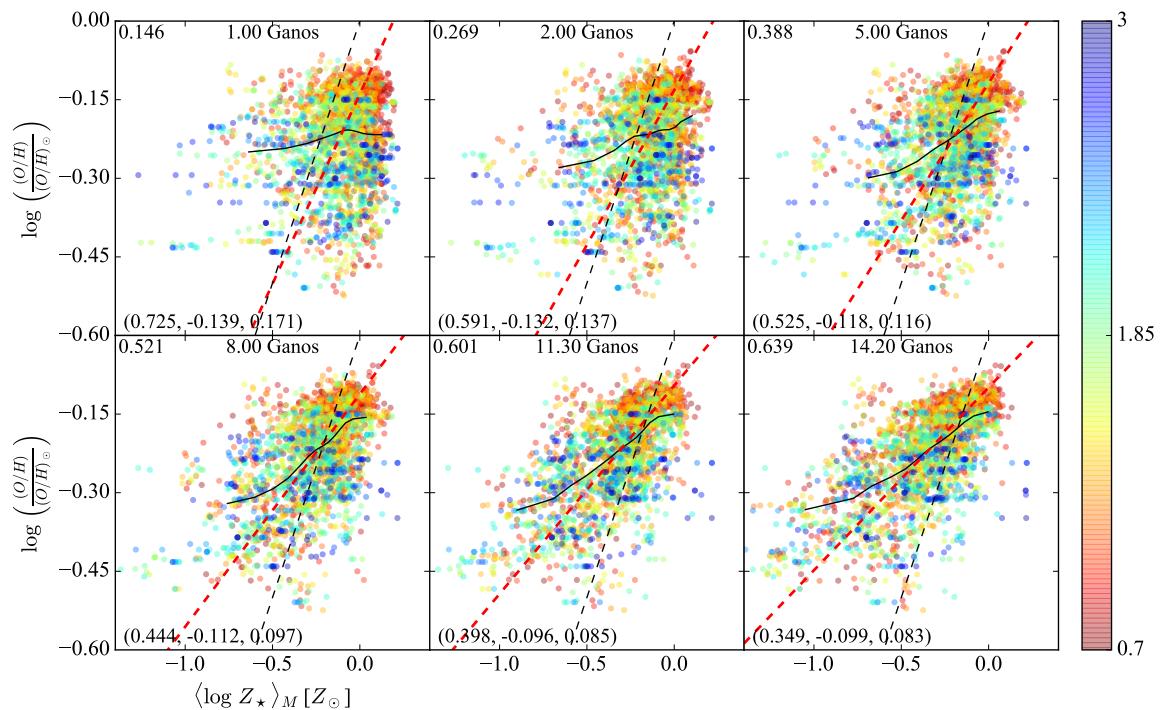


Figura 4.6: Comparação entre a metalicidade do gás ($\log (O/H)$) e metalicidade média das populações estelares ($\langle \log Z_\star \rangle_M$) calculada para diferentes intervalos de tempo (1, 2, 5, 8, 11.3 e 14.2 bilhões de anos). Em cada gráfico em vermelho o *OLS bissector* e a bissetriz em preto. Novamente em detalhe o coeficiente angular, a interceptação da reta com o eixo vertical, e a média quadráticas dos desvios em relação ao ajuste.

4.3.3 Artigo - The CALIFA Survey across the Hubble sequence. Spatially resolved stellar population properties in galaxies

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 extinguida 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 parada 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*.

Capítulo 5

Extinção diferencial

Nosso objetivo é conseguir estimar fração de gás para nossas galáxias do CALIFA através da conversão de poeira em gás explorando uma conversão do tipo da Eq. 1.2. Para isso vamos tentar entender melhor a diferença entre os coeficientes de extinção por poeira adotados, realizando um procedimento parecido e fazendo algumas comparações com um estudo de nosso grupo de populações estelares, que ainda está para ser publicado, sobre extinção diferencial em galáxias do *SDSS*. Este estudo sobre extinção diferencial nas galáxias do *SDSS* é parte da tese de Marielli de Souza Schlickmann.

5.1 Estudo empírico

De maneira a explorar as diferenças entre os coeficientes de extinção, identificamos duas variáveis que nos ajudarão nesse processo:

$$\mathcal{D}_\tau \equiv \tau_V^{\text{neb}} - \tau_V^\star \quad (5.1)$$

$$\mathcal{R}_\tau \equiv \frac{\tau_V^{\text{neb}}}{\tau_V^\star} \quad (5.2)$$

5.1.1 Comparação direta entre os coeficientes

Neste capítulo (e nos seguintes) me atenho a discussão à perfis radiais, voltado para zonas ou pra valores integrados quando pertinente. Na Fig. 5.1 vemos a comparação direta entre os coeficientes, juntamente com os histogramas de \mathcal{D}_τ e \mathcal{R}_τ . O primeiro painel mostra a compa-

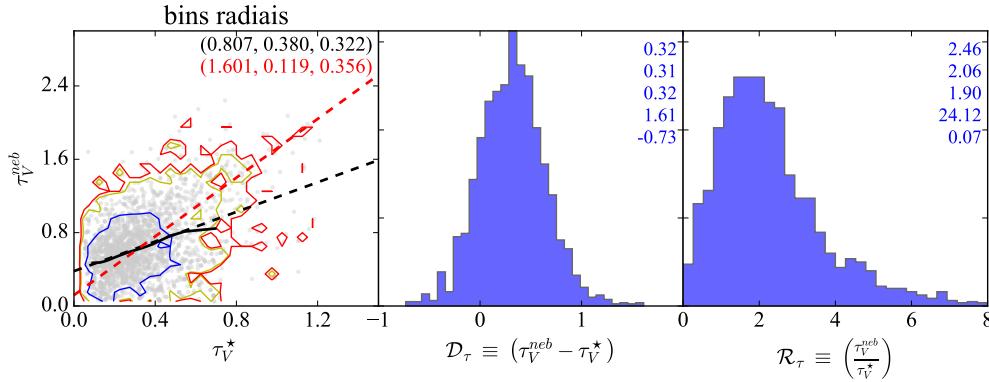


Figura 5.1: Painel esquerdo: Igual ao painel superior direito da Fig. 4.4. Painel central: histograma normalizado de \mathcal{D}_τ . Painel esquerdo: histograma normalizado de \mathcal{R}_τ .

ração entre os coeficientes como na Fig. 4.4 para perfis radiais. Os dois histogramas são de \mathcal{D}_τ e \mathcal{R}_τ . Os valores da mediana (média) de \mathcal{D}_τ são 0.31 (0.32) e de \mathcal{R}_τ , 2.06 (2.46) e ambos mostram claramente a existência de uma extinção diferencial. Esse resultado aparece da mesma forma para zonas e para as galáxias integradas. No trabalho de Marielli com as galáxias do SDSS cabe lembrar que a síntese de populações estelares foi feita apenas para espectros integrados e com diferentes base de populações estelares e IMF, e ainda sim encontramos valores parecidos que evidenciam o mesmo fenômeno, e que serve de base para a discussão que vem a seguir.

5.1.2 O papel de x_Y e da b/a

Pela relação entre os coeficientes vemos que há um espalhamento notável, entretanto, parece óbvio que a extinção diferencial existe. Ao estudar todas as propriedades, galáxia por galáxia, vimos que existe uma relação interessante entre \mathcal{D}_τ , \mathcal{R}_τ , a fração de populações jovens (x_Y) e também a relação axial da galáxia (b/a). A primeira pela fato que relaciona regiões onde existam populações mais jovens, ou seja, mais relacionadas a regiões formadoras de estrelas, ajudando-nos a quebrar um pouco nessa ambiguidade nos valores de τ_V^\star e a última pelo fato de afetar diretamente a forma de modelar a extinção por poeira.

Para utilizar a relação axial vamos fazer uma pequena correção para a projeção do disco

no plano do céu:

$$\varphi = \cos i = \begin{cases} \sqrt{\frac{(b/a)^2 - (0.13)^2}{1 - (0.13)^2}}, & \text{se } b/a > 0.13 \\ 0.05, & \text{se } b/a \leq 0.13 \end{cases} \quad (5.3)$$

onde i é o ângulo de inclinação da galáxia e 0.13 é o valor da relação axial intrínseca de uma galáxia mais frontal possível (*edge-on*). Valores com $b/a \leq 0.13$ recebem o valor da menor inclinação de nossa amostra (0.05) ao invés de 0 para não haver problemas matemáticos futuros. Esse é um refinamento que altera levemente o valor de b/a e praticamente só afeta as galáxias com $b/a < 0.4$.

Na Fig. 5.2 vemos como \mathcal{D}_τ se relaciona com φ e x_Y . No primeiro e terceiro painéis vemos as distribuições, e no segundo e no quarto vemos as medianas para diferentes classes da variável cruzada, isto é, distribuição contra x_Y com os pontos divididos em classes de φ e distribuição contra φ em classes de x_Y . É clara a tendência de $\mathcal{D}_\tau \rightarrow 0$ quando $x_Y \rightarrow 1$. Pelo primeiro painel vemos que apesar da existência de uma anticorrelação entre \mathcal{D}_τ e x_Y , existe um espalhamento considerável. No segundo painel dividimos nossa amostra em classes de φ e parece não haver dependência. No terceiro e quarto painel exploramos a relação \mathcal{D}_τ e φ . \mathcal{D}_τ não parece haver dependência com φ mas quando dividimos a amostra em classes de x_Y vemos que se confirma a anticorrelação.

Repetimos esse mesmo experimento para \mathcal{R}_τ na Fig. 5.3. Observando a mediana parece que $\mathcal{R}_\tau \rightarrow 1$ quando $x_Y \rightarrow 1$, com uma $\mathcal{R}_\tau \rightarrow 3 \sim 4$ quando $x_Y \rightarrow 0$. Vemos pelo último painel que a anticorrelação com x_Y segue, mas olhando o segundo painel vemos que parece haver um pequeno afastamento entre as medianas da distribuição quando dividimos nessas classes de φ , mas esse resultado não parece aparecer muito quando olhamos o terceiro painel. Quando fazemos o mesmo gráfico para as galáxias do *SDSS* esse resultado é muito mais evidente, aparecendo uma correlação entre \mathcal{R}_τ . Em primeira estância creio que isso se deve ao poder da estatística de quase 1 milhão de pontos sendo 1 por galáxia. Nossa estimação para as galáxias integradas da nossa amostra peca por estatística, pois temos apenas 184 pontos.

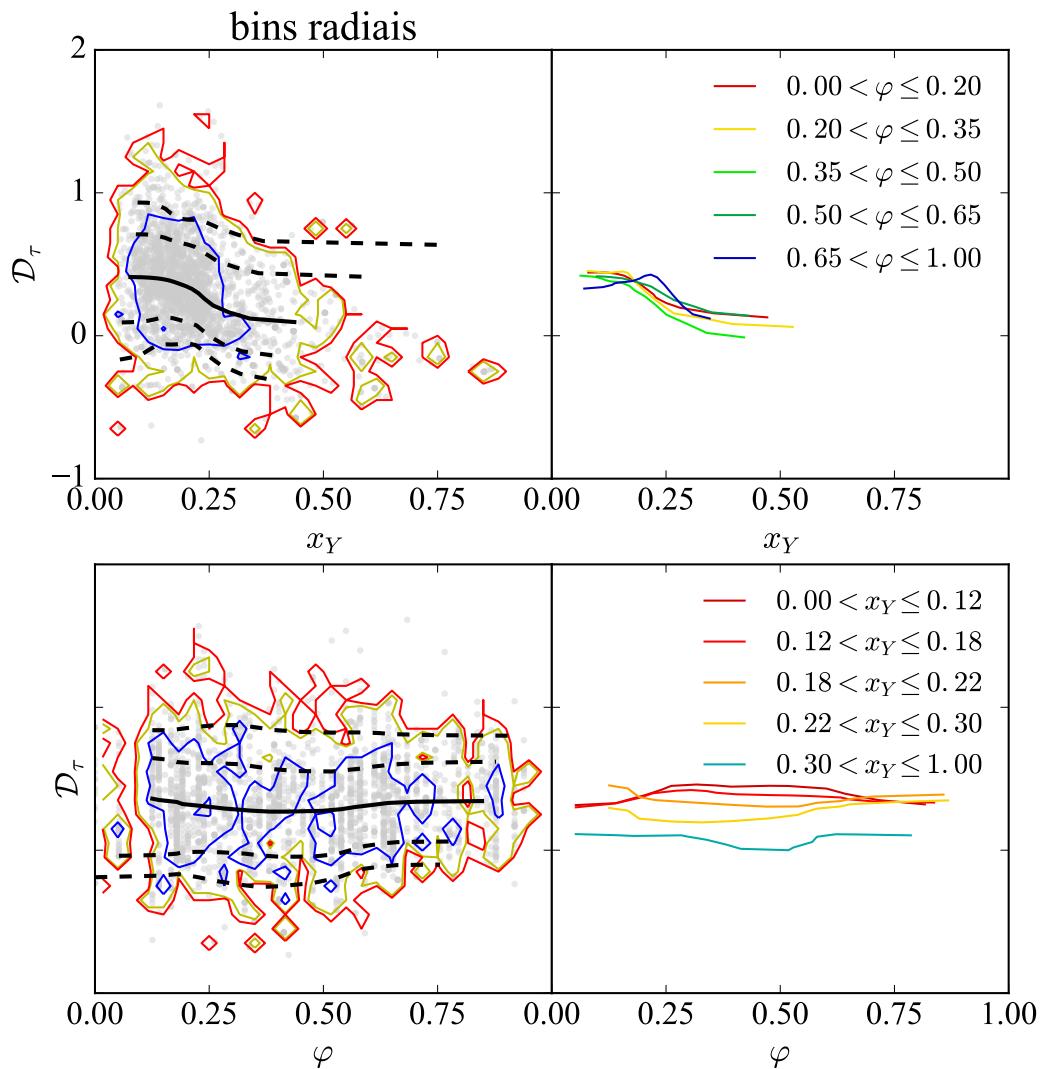


Figura 5.2: *Primeiro painel:* \mathcal{D}_τ versus x_Y para nossa amostra. Os contornos definem 1σ , 2σ e 3σ da distribuição. As linhas marcam a mediana (linha contínua) e os 5,16,64,95 percentis (linhas tracejadas). *Segundo painel:* as medianas da mesma distribuição quando dividimos nossa amostra em classes de φ . Os intervalos são criados para que contenham praticamente o mesmo número de pontos. *Terceiro painel:* igual ao primeiro mas versos φ . *Quarto painel:* igual a segundo mas com a amostra dividida em classes de x_Y .

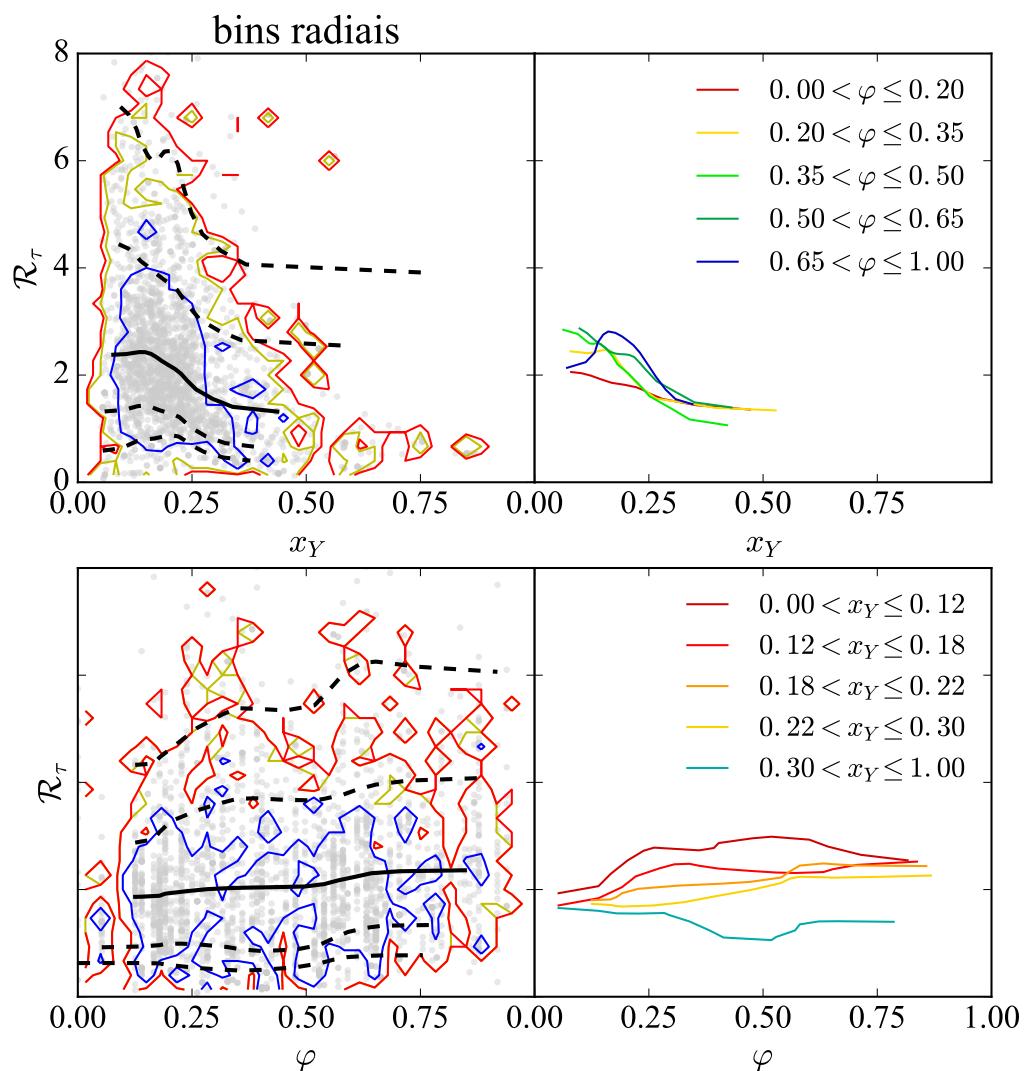


Figura 5.3: Igual a Fig. 5.2 mas com \mathcal{R}_τ .

5.2 Modelagem e interpretação

Com esse cenário criado até agora neste capítulo, parece ser óbvio que x_Y é fundamental em nossa interpretação da extinção diferencial. O resultado da correlação entre \mathcal{R}_τ e φ não parece ser tão forte localmente quanto para valores integrados pois ele aparece muito melhor quando olhamos para a amostra do *SDSS*. Seguiremos aqui assumindo essa na linha de interpretação do trabalho de extinção diferencial nas galáxias do *SDSS*. Essa diferença esperamos discutir em um futuro próximo e entra na lista de coisas para fazer, portanto nesta seção vou apresentar o modelo proposto na tese de Marielli e utilizar a mesma modelagem com nossos dados.

5.2.1 O modelo

Segundo tudo que vimos até agora, nosso modelo deve levar em conta que a luz proveniente das populações jovens são atenuadas de maneira mais intensa que o meio interestelar. Além disso, deve levar em conta que existe algum tipo de relação entre a razão entre os coeficientes seja afetada diretamente pelo ângulo de inclinação da galáxia. Apesar de aqui estarmos utilizando $t_{SF} = 32$ milhões de anos, tanto na tese de Marielli quanto no artigo de Charlot & Fall (2000) são consideradas jovens todas as populações com idade menor que 10 milhões de anos. A interpretação da influência de φ foi relacionada a diferença entre geometria das regiões HII e a da galáxia. As estrelas jovens, assim como as velhas, possuem atenuações semelhantes a do ISM dos discos galáticos, mas as populações jovens possuem também a poeira de suas *birth-clouds*. Ou seja, se modelarmos as regiões HII como esfericamente simétricas, o coeficiente de extinção não deve se alterar quando mudamos a linha de visada entre o observador e a galáxia. Já para o ISM parece se alterar bastante, portanto a razão entre os coeficientes deve se alterar no mesmo passo que a inclinação se altera. Na Fig. 5.4 fica melhor explicado.

Essa figura juntamente com as considerações acima nos levam a identificar um coeficiente de extinção para as populações jovens e outro para as velhas da seguinte maneira:

$$\tau_O = \frac{\tau_{ISM}}{\varphi} \quad (5.4)$$

$$\tau_Y = \frac{\tau_{ISM}}{\varphi} + \alpha \tau_{BC} \quad (5.5)$$

onde α entra para corrigir as possíveis diferenças entre a extinção para as populações jovens e para as suas regiões HII associadas.

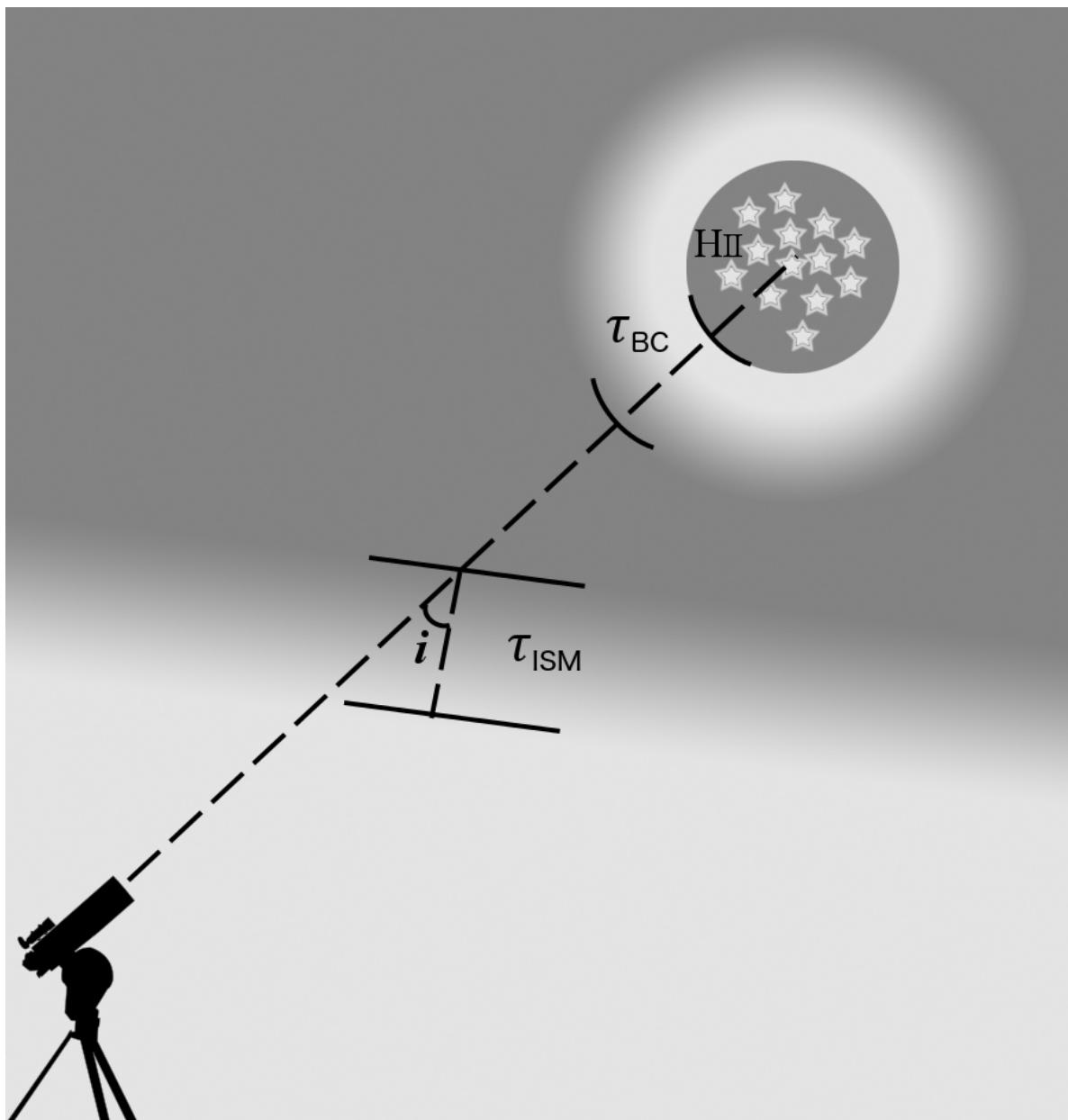


Figura 5.4

Para relacionar essas variáveis com nossos observáveis, começamos identificando τ_Y como τ_V^{neb} . Como comentamos na Sec. 4.2 x_Y parece funcionar distribuindo os pesos entre τ_O e τ_Y na interpretação de τ_V^* , assim, podemos aproximar τ_V^* como:

$$\tau_V^* \approx \tilde{\tau} \equiv x_Y \tau_Y + (1 - x_Y) \tau_O. \quad (5.6)$$

Com essa última equação fechamos nosso sistema e podemos escrever equações para τ_{ISM} e τ_{BC} , além de trazer uma interpretação para o real significado de τ_V^* . Trabalhando com as Eqs. 5.5, 5.5 e 5.6 e identificando $\tau_Y = \tau_V^{\text{neb}}$ obtemos:

$$\tau_{\text{BC}} = \frac{\tau_V^* - \tau_V^{\text{neb}}}{1 - \alpha x_Y} \quad (5.7)$$

$$\tau_{\text{ISM}} = \varphi \frac{\tau_V^* - \alpha x_Y \tau_V^{\text{neb}}}{1 - \alpha x_Y} \quad (5.8)$$

5.3 Próximos passos

Ainda temos muito mais a fazer nessa direção. Ainda temos que comparar este modelo com os dados para posteriormente podermos discutir as diferenças entre a aplicação deste modelo de extinção diferencial para galáxias integradas e para perfis radiais (e consequentemente, para zonas também).

5.3.1 Comparação com os dados.

O primeiro passo no sentido da comparação deste modelo proposto com os dados é identificando as nossas variáveis \mathcal{D}_τ e \mathcal{R}_τ no contexto da Fig. 5.4:

$$\mathcal{D}_\tau = (1 - \alpha x_Y) \tau_{\text{BC}} \quad (5.9)$$

$$\mathcal{R}_\tau = \frac{\varphi^{-1} \tau_{\text{ISM}} + \alpha \tau_{\text{BC}}}{\varphi^{-1} \tau_{\text{ISM}} + \alpha x_Y \tau_{\text{BC}}} \equiv \frac{1 + \alpha \varphi \rho}{1 + \alpha \varphi x_Y \rho} \quad (5.10)$$

onde $\rho = \frac{\tau_{\text{BC}}}{\tau_{\text{ISM}}}$.

Pelo histogram dessas variáveis (Fig. 5.5) vemos que o cenário de extinção diferencial persiste, com valores característicos (mediana) para τ_{BC} de 0.39 e de τ_{ISM} 0.08. A razão entre as medianas (médias) resulta em 4.9 (3.8). A mediana da razão nos leva a um valor um pouco

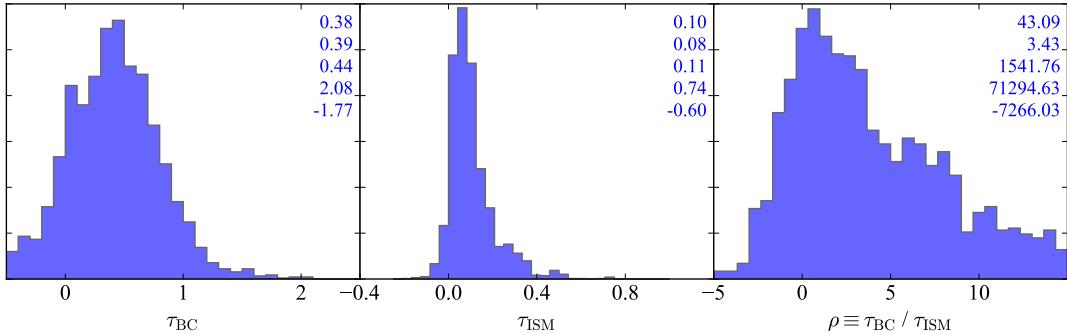


Figura 5.5: Nos três painéis vemos os histogramas de τ_{BC} , τ_{ISM} e ρ . Os intervalos se estendem para fora do gráfico, portanto, a última classe de cada histograma (em ambos os lados) contém todos os pontos que ficaram para fora. Os valores nos cantos são os mesmos encontrados em todos os histogramas deste trabalho: média, mediana, desvio padrão, máximo e mínimo.

mais baixo, 3.43, mas há espalhamento muito grande nesta variável (devido aos valores de τ_{BC} e τ_{ISM} que passam por zero).

5.3.2 Perfis radiais vs. propriedades integradas

Espectrografia de campo integrado está mudando a forma com que nós lidamos com os desafios atuais em astrofísica. Os dados do Projeto CALIFA nos possibilitam calcular como as propriedades físicas se altera dentro de uma galáxia. Ao estudar as populações estelares quando observamos uma região de uma galáxia, ao invés de uma galáxia inteira, estamos olhando diferentes estágios de evolução química e formação estelar, inclusive com uma diferença muito maior entre os coeficientes de extinção dentro da mesma galáxia. As galáxias do CALIFA estão dentro do mesmo intervalo de redshift de forma que todas aproveitem o campo inteiro de observação, dessa forma, nossas zonas possuem diâmetros variando entre 200pc a 1kpc. Quando temos valores integrados, estamos olhando valores que representam uma galáxia inteira (portanto uma “soma” de tudo o que acontece no bojo e no disco).

Capítulo 6

Estimando frações de gás

A fração de gás no modelo simples de evolução química (*closed-box model*) escala linearmente com a metalicidade do gás, onde a inclinação da reta é o *yield*, que representa o quanto de metais está sendo produzido e ejetado a cada geração de estrelas. Durante a pesquisa que nos levou a escrever o artigo que está no Apênd. encontramos uma relação interessante que serviu de pontapé inicial para todo esse nosso projeto. Nesse capítulo vamos comentar brevemente sobre nosso progresso nessa conversão para nossas galáxias e discutir quais os desafios enfrentados até agora e aqueles que estão por vir nas próximas etapas de nosso projeto.

6.1 Um modelo simples de evolução química

A relação da qual comentamos no preambulo deste capítulo pode ser vista na Fig. 6.1. A razão entre o coeficiente de extinção e a densidade superficial de massa estelar (A_V/μ_\star) parece relacionar de maneira interessante com a metalicidade média das populações estelares e nos motivou a buscar a conversão de poeira em gás e poder compará-la com a metalicidade nebulosa.

O principal objetivo de nosso trabalho é pode estimar fração de gás espacialmente resolvidas nas galáxias do CALIFA. Podemos definir fração de gás como:

$$f_{\text{gas}} = \frac{M_{\text{gas}}}{M_\star + M_{\text{gas}}} \equiv \frac{1}{1 + \frac{M_\star}{M_{\text{gas}}}}, \quad (6.1)$$

onde M_{gas} é a massa total na forma de gás e M_\star é a massa total em estrelas.

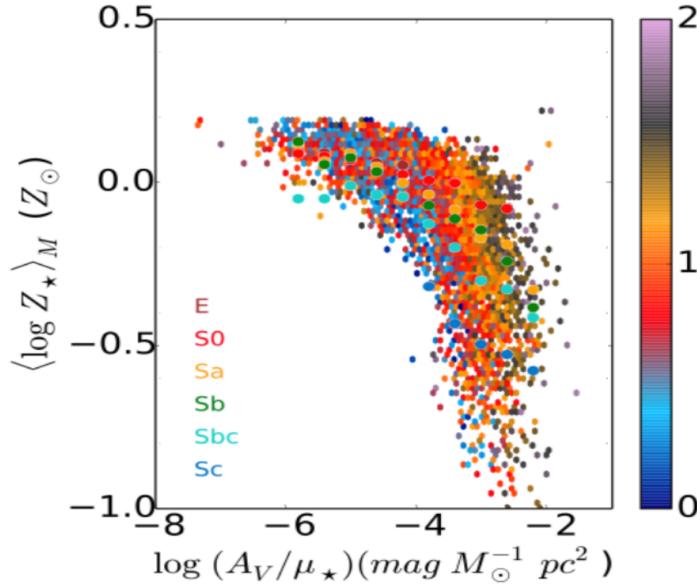


Figura 6.1: Relação entre metalicidade média das populações estelares e a razão entre o coeficiente de extinção (em magnitude) e a densidade superficial de massa estelar. Os pontos são aproximadamente 6000 bins radiais de 300 galáxias (de 0 a 2 HLR divididos em 20 bins por galáxia) e estão classificados em cores por tipo morfológico.

Em um modelo simples de evolução química de uma galáxia onde não existe nem *inflow* nem *outflow* de gás, isto é, uma galáxia isolada em um sistema fechado sem entrada de mais gás além do inicial e nem perda, a metalicidade do gás pode ser escrita como:

$$Z_{\text{gas}} = -y \ln f_{\text{gas}}, \quad (6.2)$$

onde y é o *yield*. Essa primeira equação foi derivada explicitamente pela primeira vez por Searle & Sargent (1972) ao estudar duas regiões HII gigantes, ditas “isoladas”. Nesse cenário, o *yield* pode ser aproximado quando conhecemos Z_{gas} e f_{gas} .

6.2 Relação de Kennicut-Schmidt e nossa *pseudo-KS*

Como explicado na Sec. 1.2, a quantidade de gás de uma galáxia e a taxa de formação estelar estão relacionadas através de uma lei de potências. Já a relação entre poeira e gás é resultado direto da lei de Kennicut-Schmidt, que faz a ligação entre gás e formação estelar e da relação entre gás e poeira (Magdis et al. 2011; Leroy et al. 2011; Santini et al. 2014, e suas referências). Pensando nisso, estabelecemos uma relação entre poeira e formação estelar,

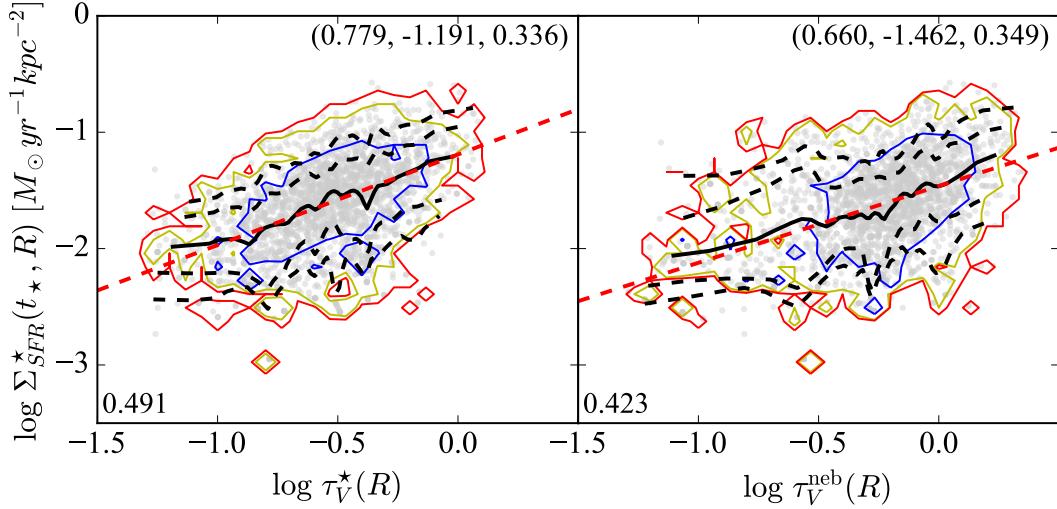


Figura 6.2: Relação entre a densidade superficial da taxa de formação estelar e o coeficiente de extinção proveniente da síntese (τ_V^* - painel esquerdo) e do decremento de Balmer (τ_V^{neb} - painel direito). A linha tracejada em vermelho marca o ajuste linear da mediana e os valores marcam o coeficiente de correlação de Spearmann (canto inferior esquerdo) e a inclinação, valor de interceptação do eixo y e o valor do desvio médio quadrático da distribuição em torno do ajuste (canto superior direito).

que pode ser vista na Fig. 6.2. No painel esquerdo usamos τ_V^* como variável representante da poeira e no direito, τ_V^{neb} . A conversão de poeira em gás é, da mesma forma que a conversão de CO em gás, dependente da metalicidade, mas com a vantagem de não necessitar medidas. O espalhamento nesta figura nos mostra que podemos explorar os resíduos em torno desse ajuste.

6.2.1 Resíduos da *pseudo-KS*

Na Fig. 6.3 podemos ver ...

Diversos autores atualmente calculam e discutem a relação KS e a sua validade para diferentes resoluções espaciais (e.g., Kennicutt et al. 2007; Leroy et al. 2012; Calzetti et al. 2012; Lada et al. 2013; Tacconi et al. 2013; Casasola et al. 2015). A inclinação da KS ($N = 1.4$ na Eq. 1.1) varia geralmente entre 1 e 2, dependendo da resolução espacial observada (regiões H α , perfis radiais, galáxias integradas) ou do tipo de gás usado (atômico, molecular ou a soma dos dois).

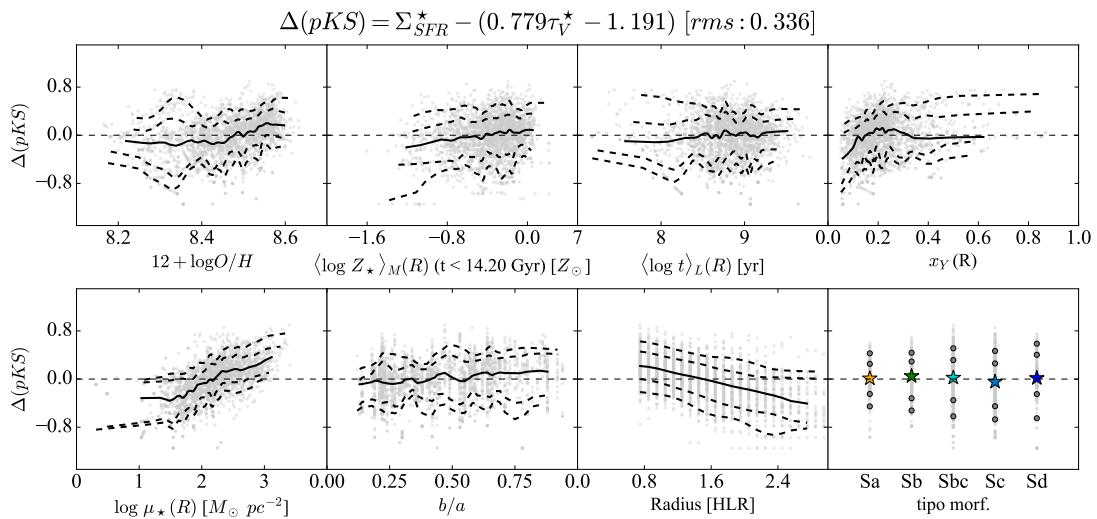


Figura 6.3: No eixo y de todos os painéis temos $\Delta_{pKS} = -(0.791\tau_V^* - 1.191)$, onde, o termo entre parenteses é o ajuste linear da mediana no painel esquerdo da Fig. 6.2. No eixo x temos, na primeira fila, da esquerda para direita: metalicidade nebular ($12 + \log(O/H)$), metalicidade estelar média pesada pela massa ($\langle \log Z_\star \rangle_M$), idade média das populações estelares ($\langle \log t_\star \rangle_L$), fração em luz das populações estelares jovens (x_Y); na última fila, na mesma ordem: densidade superficial de massa estelar, relação axial, raio e tipo morfológico.

6.3 Conversão de poeira em gás.

Para converter poeira em gás primeiro precisamos da densidade superficial de poeira, que pode ser conseguida utilizando a equação:

$$\tau_d = \sigma_d \int n_d dz = \frac{\sigma_d}{m_d} \times \Sigma_d \quad (6.3)$$

$$\Sigma_d = \frac{m_d}{\sigma_d} \tau_d, \quad (6.4)$$

onde σ_d é área de um grão de poeira, n_d é o número de grãos de poeira ao longo de uma profundidade dz e m_d é a massa de um grão de poeira. Substituindo a Eq. 6.4 na Eq. 1.2 e assumindo τ_v como τ_d obtemos:

$$\Sigma_{\text{gas}} = \kappa \times \frac{m_d}{\sigma_d} \tau_v. \quad (6.5)$$

A conversão de poeira em gás é dependente da metalicidade, como citado em BR13 e vamos explorar suas propriedades. Neste trabalho os autores seguem o modelo de extinção de Charlot & Fall (2000) e identificam algumas variáveis que vamos utilizar:

$$\xi = \frac{\Sigma_d}{\Sigma_Z} \quad (6.6)$$

$$Z = \frac{\Sigma_Z}{\Sigma_{\text{gas}}} \quad (6.7)$$

$$\delta_{\text{DGR}} = \frac{\Sigma_d}{\Sigma_Z} \frac{\Sigma_Z}{\Sigma_{\text{gas}}} = \frac{\Sigma_d}{\Sigma_{\text{gas}}} = \xi Z, \quad (6.8)$$

onde ξ é a razão poeira-metais (*dust-to-metals*), Z é a metalicidade do gás e o termo δ_{DGR} é igual a $1/\kappa$. Utilizando a Eq. 6.8 na Eq. 6.5 e fazendo $m_d/\sigma_d \approx 0.2$, que corresponde ao tipo de poeira Galáctica (BR13), temos:

$$\Sigma_{\text{gas}} \approx 0.2 \frac{\tau_v}{\delta_{\text{DGR}}} [M_{\odot} pc^{-2}]. \quad (6.9)$$

Neste artigo os autores utilizaram dados de ~ 70000 galáxias *star-forming* do SDSS-DR7 e parametrizam δ_{DGR} como a Eq. 28 de BR13:

$$\delta_{\text{DGR}} = (5.3 \times 10^{-3} - 1.1 \times 10^{-2}) \left(\frac{(O/H)}{(O/H)_{\odot}} \right), \quad (6.10)$$

onde os fatores que multiplicam a metalicidade representam um intervalo onde esta conversão

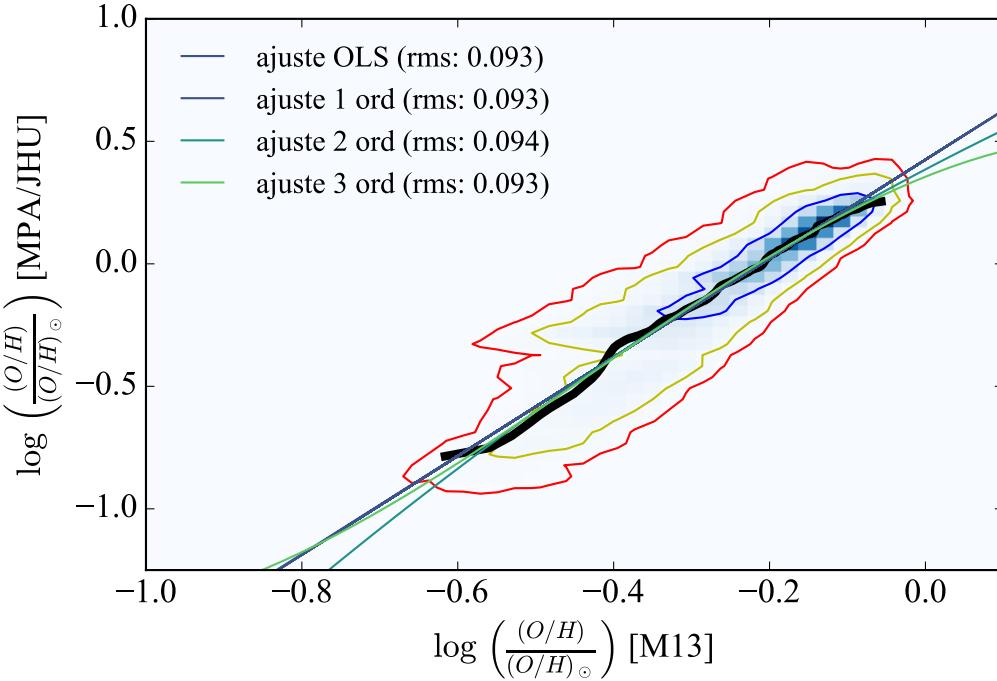


Figura 6.4: Calibração da metalicidade (abundância relativa de oxigênio) do grupo MPA/JHU com a de M13. A linha preta contínua representa a mediana da distribuição, as outras linhas, pelas cores indicadas na legenda, são regressões polinomiais de 1^a, 2^a e 3^a ordem e o *OLS bisector* da distribuição. Os contornos marcam 1 σ , 2 σ e 3 σ respectivamente.

é válida. O valor de δ_{DGR} foi parametrizado utilizando as metalicidades MPA/JHU para o calculadas para o SDSS¹. Para que possamos utilizar essa conversão, calibraramos a abundância de oxigênio de M13 com aquela utilizada no trabalho de BR13. Podemos ver na Fig. 6.4 a calibração feita utilizando 4 ajustes. Escolhemos utilizar o ajuste linear, pois é aquele com menor desvio quadrático médio. Finalmente, nossa equação final para δ_{DGR} é:

$$\delta_{\text{DGR}} = (5.3 \times 10^{-3} - 1.1 \times 10^{-2}) \times 10^{(2.016x + 0.425)}, \quad (6.11)$$

onde $x = \log((O/H)/(O/H)_\odot)$ de M13. Agora, substituindo a Eq. 6.11 em 6.9 e utilizando este resultado na Eq. 6.1 podemos estimar frações de gás para galáxias do CALIFA.

¹<http://wwwmpa.mpa-garching.mpg.de/SDSS/>

6.4 Eficiência e tempo de depleção do gás.

Um outro tipo de abordagem é trabalhar com a eficiência da transformação de gás em estrelas, utilizando a relação:

$$\text{SFE} = \frac{\Sigma_{\text{SFR}}}{\Sigma_{\text{gas}}} = \frac{1}{t_{\text{dep}}}, \quad (6.12)$$

onde SFE vem de *star-formation efficiency* e t_{dep} , que é o inverso da eficiência, é o tempo de depleção do gás, que nos dá uma ideia da escala de tempo em que a galáxia consome todo o gás com a taxa em que está formando estrelas.

...

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., Gavilán, 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
- Bolatto, A. D., Wolfire, M., & Leroy, A. K. 2013, ARA&A, 51, 207
- Brinchmann, J., Charlot, S., Kauffmann, G., Heckman, T., White, S. D. M., & Tremonti, C. 2013, MNRAS, 432, 2112
- Calzetti, D., Kinney, A. L., & Storchi-Bergmann, T. 1994, ApJ, 429, 582
- Calzetti, D., Liu, G., & Koda, J. 2012, ApJ, 752, 98
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, ApJ, 345, 245
- Casasola, V., Hunt, L., Combes, F., & García-Burillo, S. 2015, A&A, 577, A135
- Chabrier, G. 2003, PASP, 115, 763
- Charlot, S. & Fall, S. M. 2000, ApJ, 539, 718
- Cid Fernandes, R., Asari, N. V., Sodré, L., Stasińska, G., Mateus, A., Torres-Papaqui, J. P., & Schoenell, W. 2007, MNRAS, 375, L16
- 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
- Gallazzi, A., Charlot, S., Brinchmann, J., White, S. D. M., & Tremonti, C. A. 2005, *MNRAS*, 362, 41
- 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
- Kennicutt, Jr., R. C., Calzetti, D., Walter, F., Helou, G., Hollenbach, D. J., Armus, L., Bendo, G., Dale, D. A. et al. 2007, *ApJ*, 671, 333
- Kreckel, K., Groves, B., Schinnerer, E., Johnson, B. D., Aniano, G., Calzetti, D., Croxall, K. V., Draine, B. T. et al. 2013, *ApJ*, 771, 62
- Lada, C. J., Lombardi, M., Roman-Zuniga, C., Forbrich, J., & Alves, J. F. 2013, *ApJ*, 778, 133
- Leroy, A. K., Bigiel, F., de Blok, W. J. G., Boissier, S., Bolatto, A., Brinks, E., Madore, B., Muñoz-Mateos, J.-C. et al. 2012, *AJ*, 144, 3
- 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., Schruba, A., Muñoz-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

- Magdis, G. E., Daddi, E., Elbaz, D., Sargent, M., Dickinson, M., Dannerbauer, H., Aussel, H., Walter, F. et al. 2011, *ApJ*, 740, L15
- 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
- Pagel, B. E. J., Edmunds, M. G., Blackwell, D. E., Chun, M. S., & Smith, G. 1979, *MNRAS*, 189, 95
- 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
- Santini, P., Maiolino, R., Magnelli, B., Lutz, D., Lamastra, A., Li Causi, G., Eales, S., Andreani, P. et al. 2014, *A&A*, 562, A30
- Schmidt, M. 1959, *ApJ*, 129, 243
- Searle, L. & Sargent, W. L. W. 1972, *ApJ*, 173, 25
- 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
- Tacconi, L. J., Neri, R., Genzel, R., Combes, F., Bolatto, A., Cooper, M. C., Wuyts, S., Bournaud, F. et al. 2013, *ApJ*, 768, 74

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