

Exame de qualificação de doutorado: Novos passos na síntese espectral de galáxias

Eduardo Alberto Duarte Lacerda

Orientador:
Prof. Dr. Roberto Cid Fernandes Jr.

• • •

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

Florianópolis (SC) – 20 de janeiro de 2016

Sumário

1	Introdução	1
1.1	Histórias bonitas	1
2	Linhas de emissão	3
2.1	EmLinesDataCube	3
2.1.1	Extinção por decremento de Balmer	4
2.1.2	Metalicidade Nebular	5
2.1.3	Exemplo de utilização	6
2.2	Taxa de formação estelar	9
3	Propriedades da síntese e propriedades nebulares	13
3.1	Amostra de galáxias	13
3.1.1	Classificação Morfológica	13
3.1.2	Mascarando elementos e removendo <i>outliers</i>	15
3.1.3	Perfis radiais	15
3.2	Comparação entre as taxas de formação estelar	18
3.3	Comparação entre os coeficientes de extinção	21
3.4	Comparação entre as metalicidades	23
A	Insights on the stellar mass-metallicity relation from the CALIFA Survey	25

Referências Bibliográficas

I

Lista de Figuras

2.1	Calibração da abundância de oxigênio no gás	6
2.2	Exemplo de programa utilizando o EmLinesDataCube.	7
2.3	Diagrama BPT produzido pelo programa no exemplo da Fig. 2.2.	8
2.4	Evolução temporal do número de fótons H-ionizantes e da taxa de fótons H-ionizantes em unidades da massa formada.	12
3.1	Classificação por morfologia.	14
3.2	Classificação por morfologia após máscara.	16
3.3	Imagem e perfil radial de x_Y	18
3.4	Comparação entre as SFR.	20
3.5	Comparação entre os coeficientes de extinção.	22
3.6	Comparação entre os coeficientes de extinção (com máscara).	22
3.7	Relação μ_{ZR} e comparação entre as metalicidades.	24

Capítulo 1

Introdução

1.1 Histórias bonitas

Nomnomonomnomnomnom

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 (metalicidade), 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 dos fótons nos átomos dos elementos encontrados no meio interestelar, e mais densamente, nas núvens 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 (!ojo!) - *REF Figura prog RGB?*). 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:

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

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 :

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

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

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

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

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

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

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 III] $\lambda 5007$ e [N 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 HII e mais medidas 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:

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

conforme pode ser vista na Fig. 2.1.

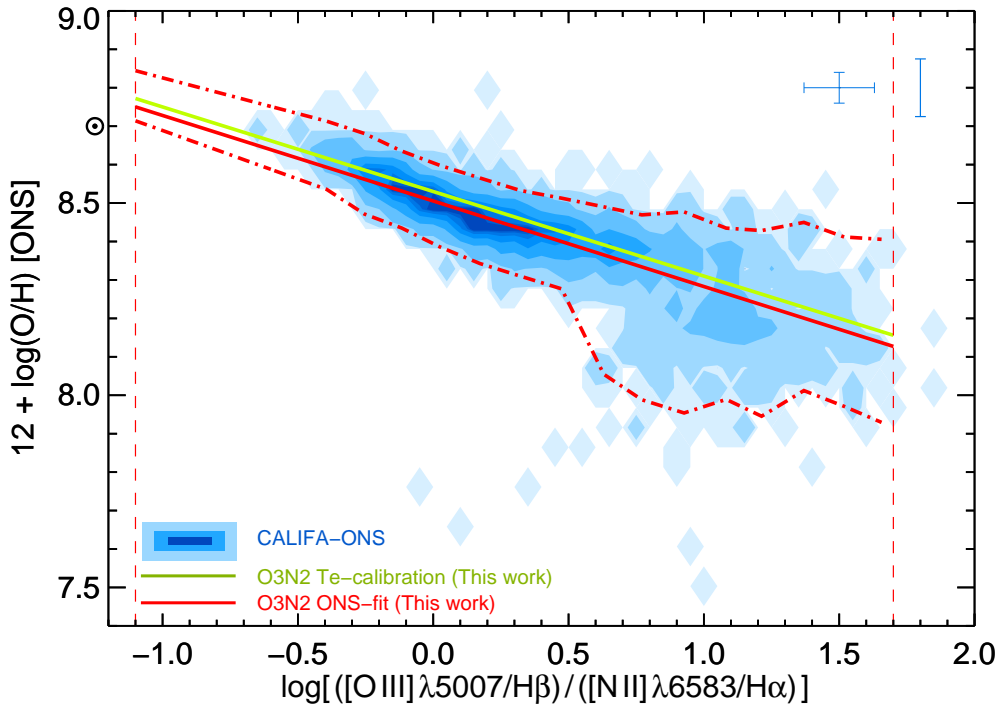


Figura 2.1: Calibração da abundância de oxigênio nebular para 3423 regiões HII mapeadas por Sánchez et al. (2013). Figura retirada de Marino et al. (2013)

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.

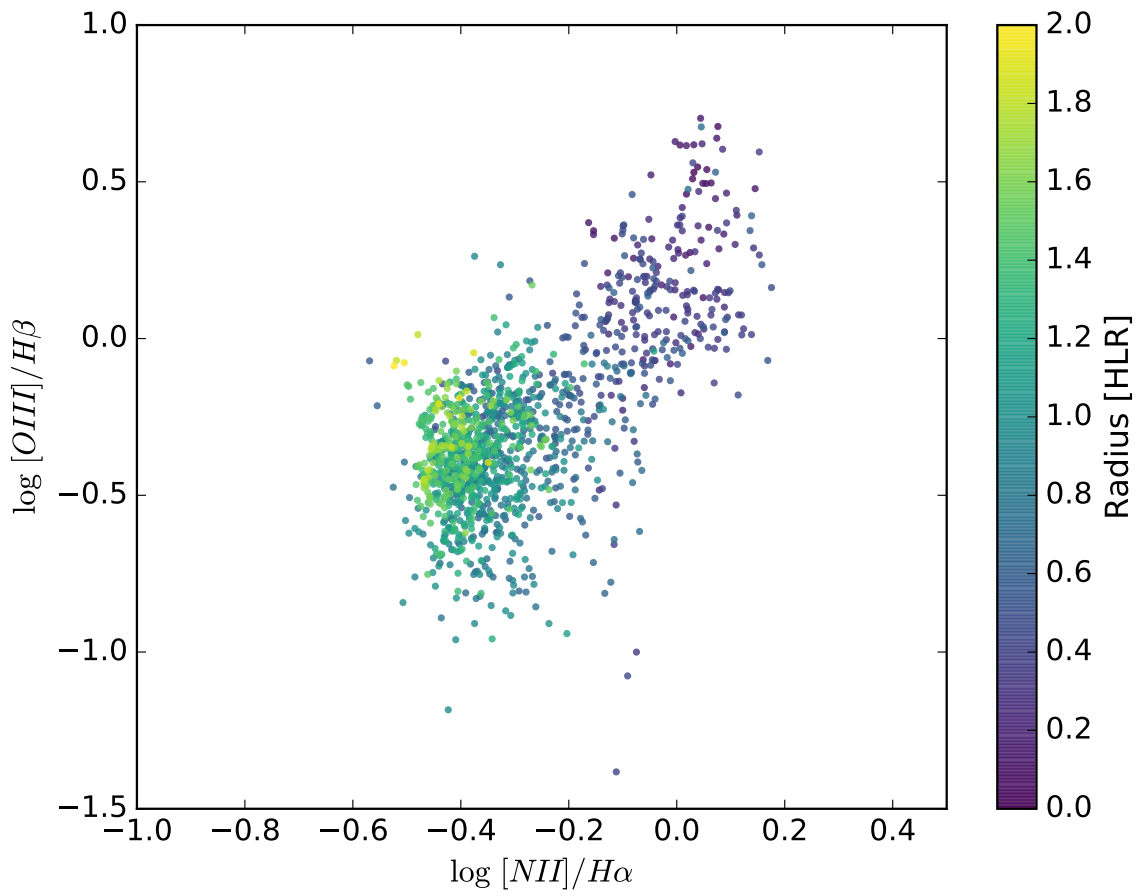


Figura 2.3: Diagrama BPT para as regiões da galáxia NGC29116 (objeto CALIFA 277) produzida pelo exemplo 2.2. Nela utiliza-se os fluxos de $H\alpha$, $H\beta$, $[O\text{ III}] \lambda 5007$ e $[N\text{ II}] \lambda 6584$.

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 recebmos 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:

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

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:

$$\psi_{\text{H}\alpha} = \frac{2.226}{\mathcal{N}_H h\nu_{\text{H}\alpha}} \times L_{\text{H}\alpha} \quad (2.25)$$

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 (2.25) encontramos o valor para k em (2.15) ($\psi \equiv \text{SFR}$):

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

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 ($7.9 \times 10^{-42} \text{ ergs s}^{-1}$).

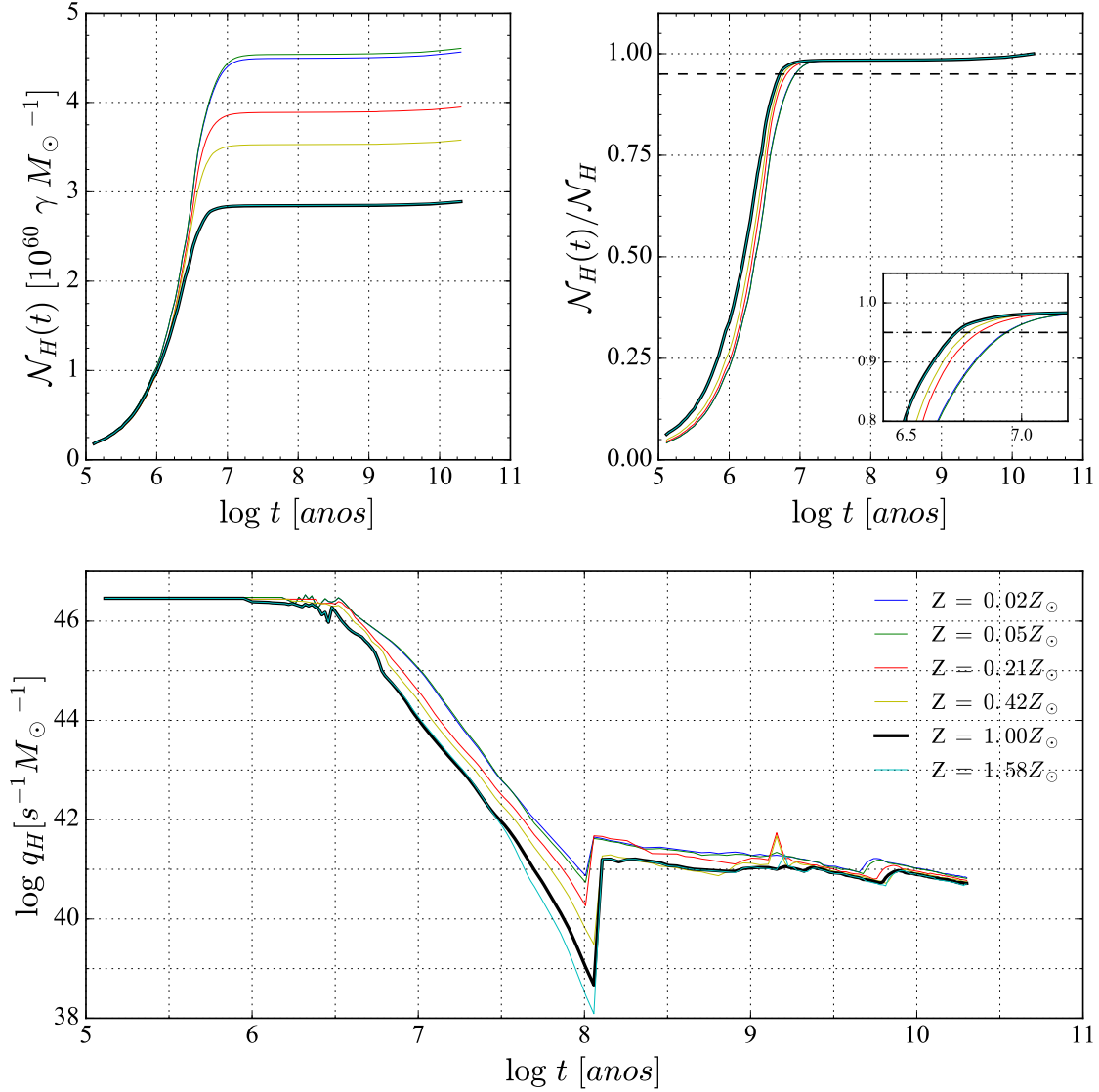


Figura 2.4: *Painel superior esquerdo:* A evolução no tempo do número de fótons (\mathcal{N}_H) para 6 metalicidades (de $0.02 Z_\odot$ até $1.58 Z_\odot$) que compoem nossos modelos de SSP. A linha preta grossa representa a evolução utilizando metalicidade solar. *Painel superior direito:* O mesmo que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

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 Survey*. Cada uma dessas zonas dessa é composta por um ou mais píxels, 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).

3.1.1 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, anticorrelacionando 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

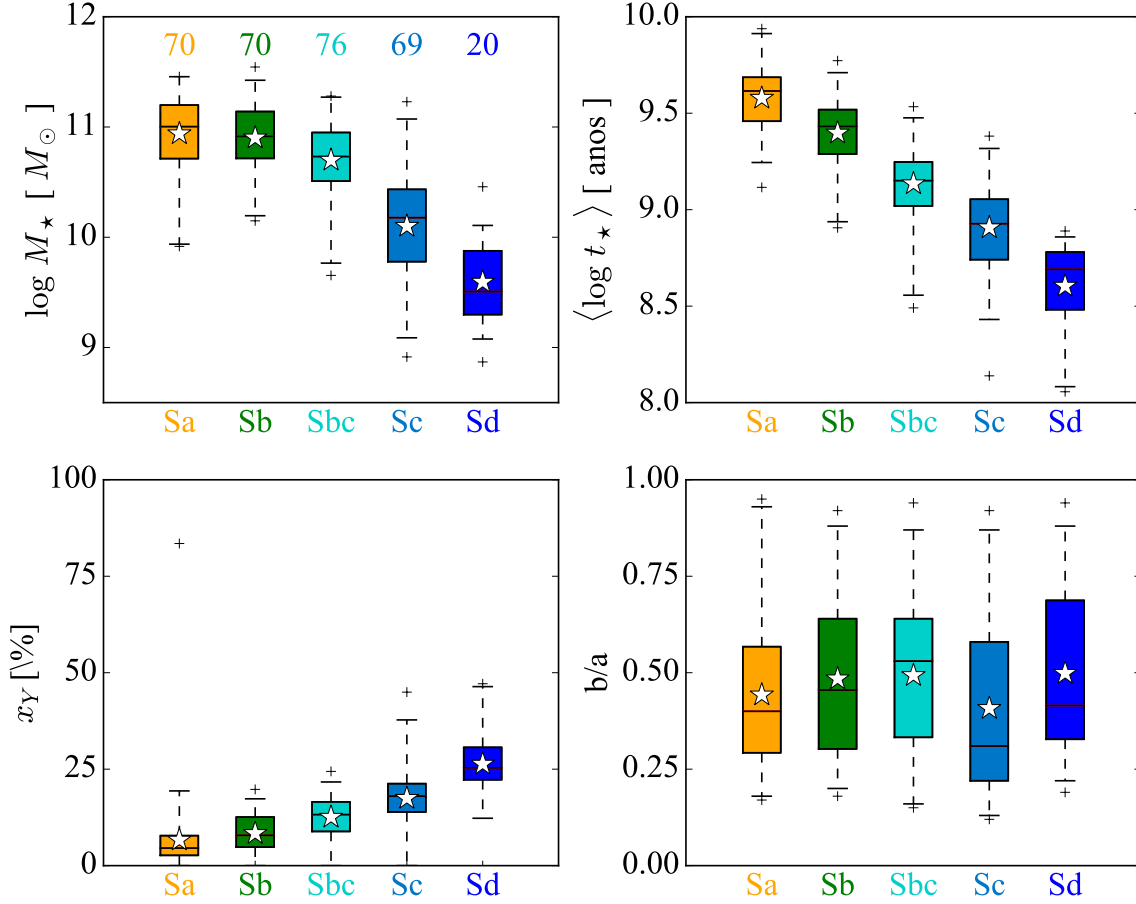


Figura 3.1: Em sentido horário a partir do painel superior esquerdo: gráfico da massa estelar, idade estelar média, fração de luz proveniente das população jovens ($x_Y \equiv x_Y(t_{\star} < t_{SF})$) e inclinação, divididos em classes morfológicas para 305 galáxias espirais da amostra total do CALIFA. 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.

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.

3.1.2 Mascarando 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 3.1.3);
- 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. 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.

3.1.3 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

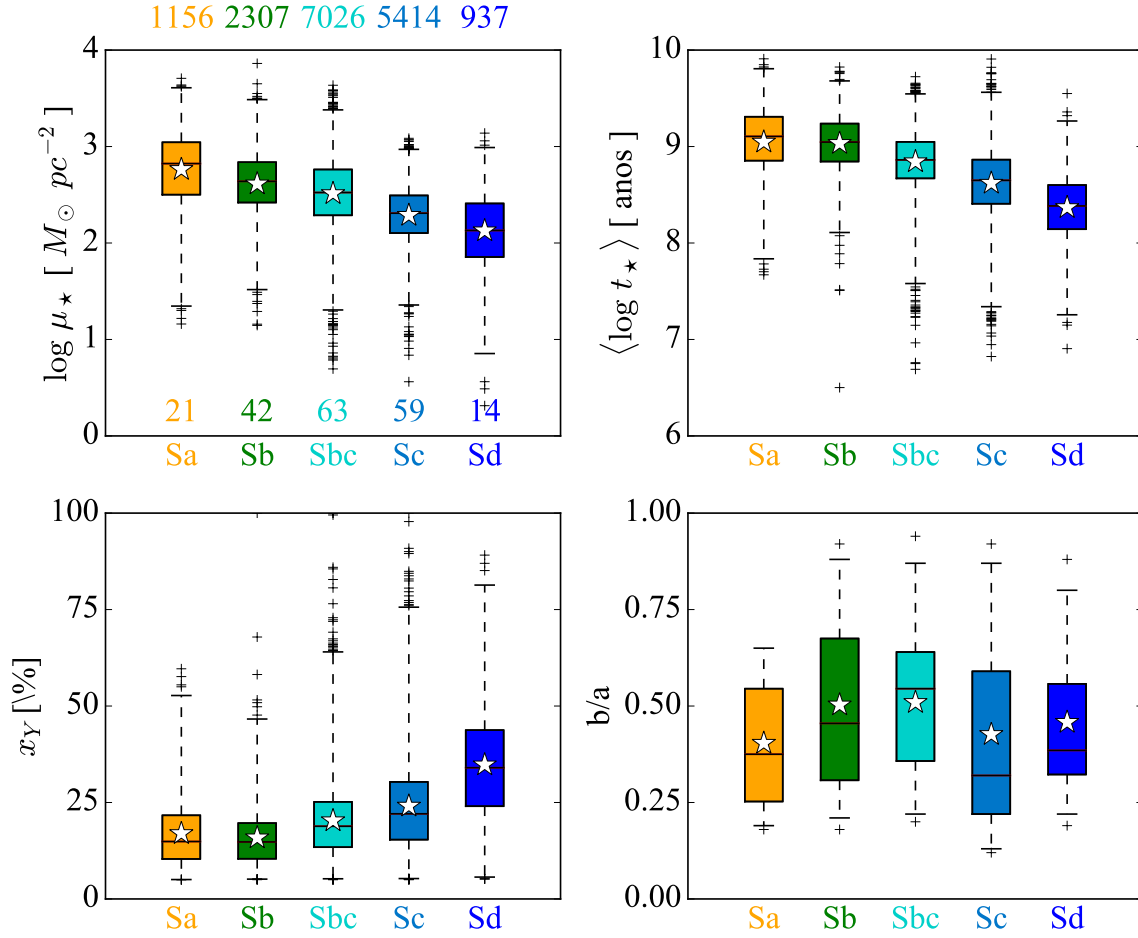


Figura 3.2: Mesma ideia da Fig 3.1 no entanto para todas as zonas restantes após a aplicação da máscara discutida em 3.1.2. No painel superior esquerdo temos a densidade superficial de massa, diferentemente da Fig. 3.1 pois as zonas possuem números diferentes de píxeis, portanto, áreas diferentes. Também 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.

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 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.

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_γ calculado pelo STARLIGHT. No últimos vemos o perfil radial juntamente com o valor de x_γ 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.

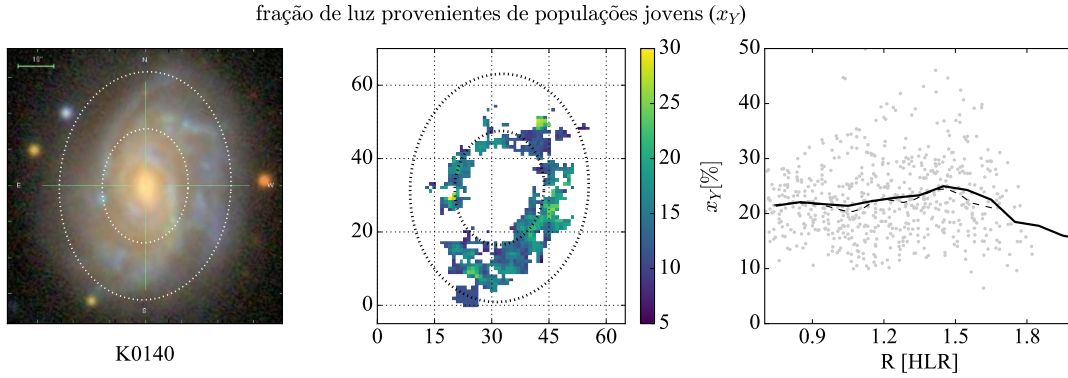


Figura 3.3: *Painel esquerdo:* Imagem da galáxia NGC1667 (CALIFA 140) do SDSS. *Painel central:* Mapa da fração percentual de luz proveniente das populações jovens (x_Y). *Painel direito:* x_Y contra a distância radial. Os pontos em cinza ao fundo são os valores para zonas. O perfil radial calculado em bins 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 em bins de distância radial. Vemos que neste caso o valor do perfil radial de x_Y acompanha o valor da mediana da distribuição dos valores para zonas.

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 $H\alpha$. 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 $H\alpha$ ($\sim 10^7$ 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.

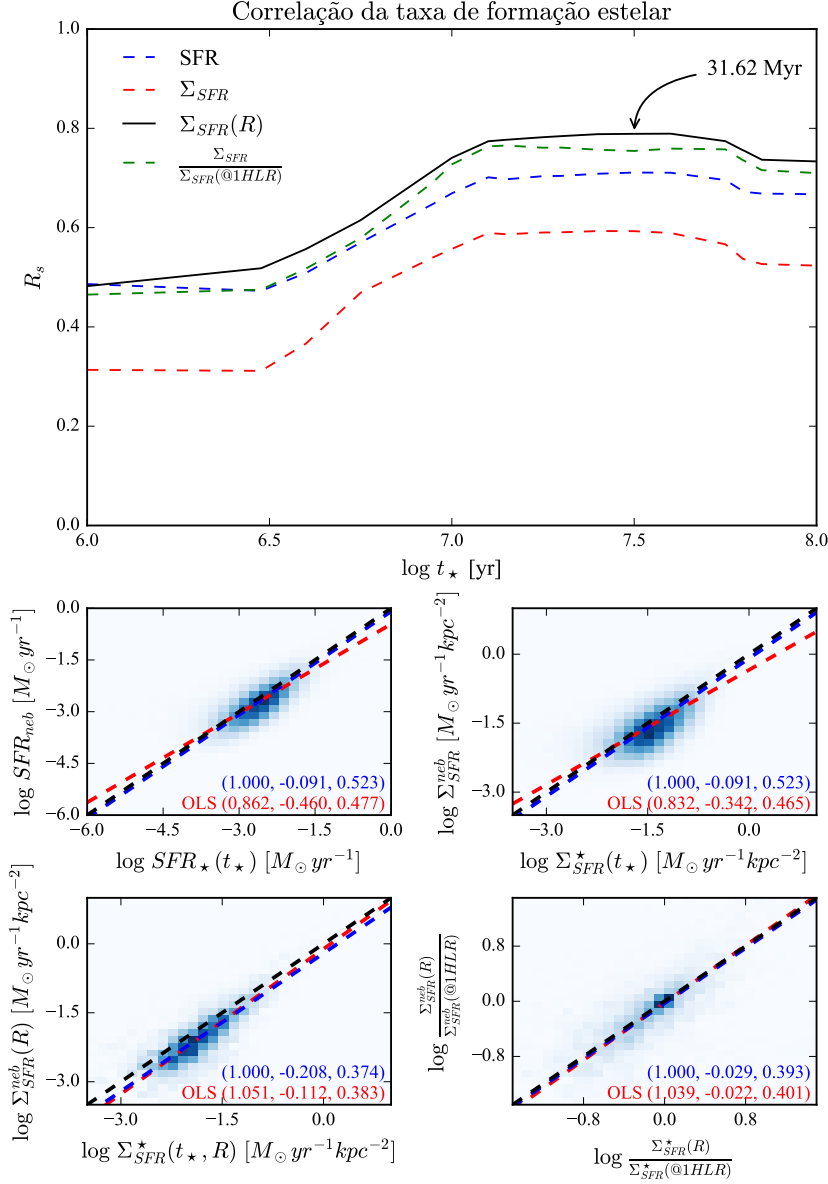


Figura 3.4: *Painel superior:* O coeficiente de correlação de Spearmann entre as SFR para diferentes t_\star . Para cada cor temos um tipo de cálculo de SFR e em linha preta contínua temos os valores do coeficiente de Spearmann para os perfis radiais de Σ_{SFR} , que possui o valor de idade que utilizamos 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^* .

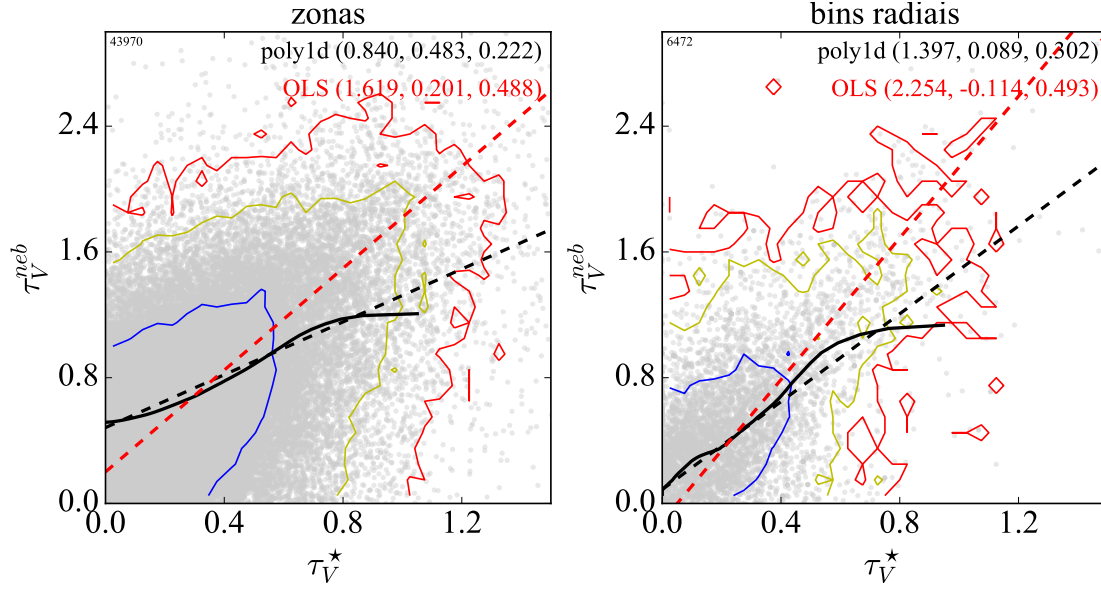


Figura 3.5: Comparação entre os coeficientes de extinção por poeira provenientes da síntese (τ_V^*) e do decremento de Balmer (τ_V^{neb}). Os contornos azul, amarelo e vermelho representam os intervalos de confiança (1σ , 2σ e 3σ). A linha preta representa a mediana e as linhas pontilhadas representam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

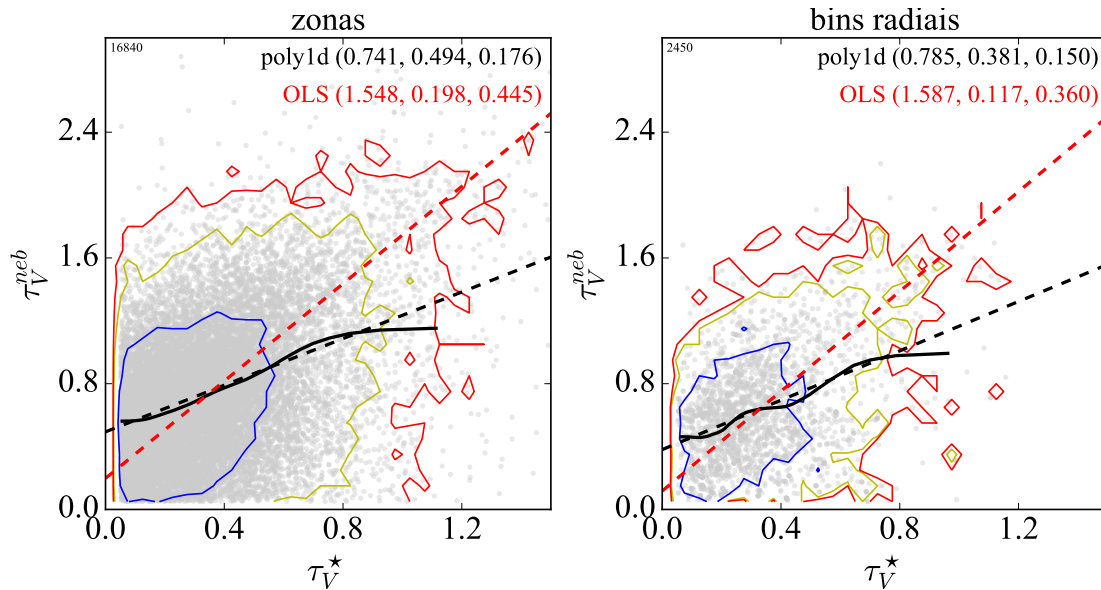


Figura 3.6: Igual a Fig. 3.5 mas com a máscara de amostra aplicada.

3.4 Comparação entre as metalicidades

No artigo de González Delgado et al. (2014a), (GD14 daqui em diante) cuja versão completa está no apêndice A 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 formadoras de estrelas¹, essa relação é conhecida como relação massa-metalicidade (*mass-metallicity relation* - MZR). Verificamos em nosso artigo que as galáxias seguem uma boa 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 píxel (par x, y) é calculada segundo a equação:

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

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.

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 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 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 nebular parece ser muito menos sensível às regiões mais massivas do que a metalicidade estelar. ?), analisando galáxias com $z \lesssim 1.6$, argumentam

¹Star-forming galaxies, com ativa formação estelar.

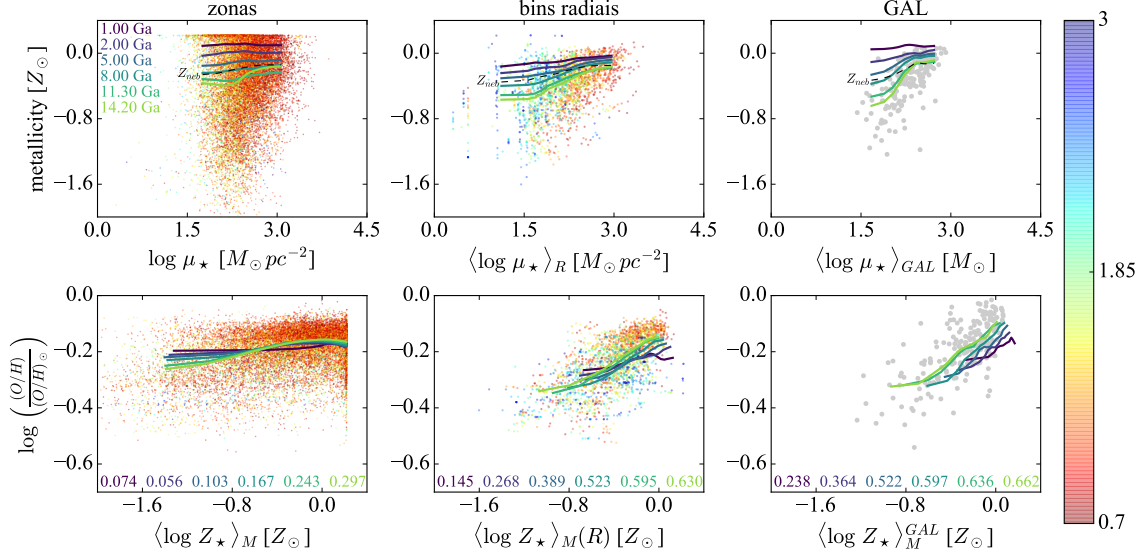


Figura 3.7: *Painéis superiores:* relação μ ZR para zonas (painel esquerdo), *bins* radiais (painel central) e galáxias integradas (painel direito). Os pontos desenhados em cada gráfico representam $\langle \log Z_{\star} \rangle_M$ calculado para todas as populações com distintas idades, coloridos pela 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} .

que esse achatamento 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; ?; 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.

Apêndice A

Insights on the stellar mass-metallicity relation from the CALIFA Survey

INSIGHTS ON THE STELLAR MASS–METALLICITY RELATION FROM THE CALIFA SURVEY

R. M. GONZÁLEZ DELGADO¹, R. CID FERNANDES², R. GARCÍA-BENITO¹, E. PÉREZ¹, A. L. DE AMORIM², C. CORTIJO-FERRERO¹,
 E. A. D. LACERDA², R. LÓPEZ FERNÁNDEZ¹, S. F. SÁNCHEZ^{1,3,4}, N. VALE ASARI², J. ALVES⁵, J. BLAND-HAWTHORN⁶,
 L. GALBANY⁷, A. GALLAZZI^{8,9}, B. HUSEMANN^{10,11}, S. BEKERAITE¹¹, B. JUNGWIERT¹², A. R. LÓPEZ-SÁNCHEZ¹³,
 A. DE LORENZO-CÁCERES¹⁴, R. A. MARINO¹⁵, D. MAST¹⁶, M. MOLLÁ¹⁷, A. DEL OLMO¹, P. SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ¹⁸,
 G. VAN DE VEN¹⁹, J. M. VÍLCHEZ¹, C. J. WALCHER¹¹, L. WISOTZKI¹¹, B. ZIEGLER⁵, AND CALIFA COLLABORATION^{9,20}

¹ Instituto de Astrofísica de Andalucía (CSIC), Glorieta de la Astronomía s/n, E-18008 Granada, Spain

² Departamento de Física, Universidade Federal de Santa Catarina, P.O. Box 476, 88040-900 Florianópolis, SC, Brazil

³ Centro Astronómico Hispano Alemán, Calar Alto (CSIC-MPG), Jesús Durbán Remón 2-2, E-04004 Almería, Spain

⁴ Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México, A.P. 70-264, 04510 Distrito Federal, México

⁵ University of Vienna, Türkenschanzstrasse 17, A-1180 Vienna, Austria

⁶ Sydney Institute for Astronomy, The University of Sydney, NSW 2006, Australia

⁷ Millennium Institute of Astrophysics and Departamento de Astronomía, Universidad de Chile, Casilla 36-D, Santiago, Chile

⁸ INAF—Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Largo Enrico Fermi 5, I-50125 Firenze, Italy

⁹ Dark Cosmology Center, University of Copenhagen, Niels Bohr Institute, Juliane Maries Vej 30, DK-2100 Copenhagen, Denmark

¹⁰ European Southern Observatory, Karl-Schwarzschild-Strasse 2, D-85748 Garching b. München, Germany

¹¹ Leibniz-Institut für Astrophysik Potsdam, An der Sternwarte 16, D-14482 Potsdam, Germany

¹² Astronomical Institute of the Academy of Sciences of the Czech Republic, v.v.i., Bocni II 1401, 14131 Prague, Czech Republic

¹³ Australian Astronomical Observatory, P.O. Box 915, North Ryde, NSW 1670, Australia

¹⁴ School of Physics and Astronomy, University of St. Andrews, North Haugh, St. Andrews, KY16 9SS, UK

¹⁵ CEI Campus Moncloa, UCM-UPM, Departamento de Astrofísica y CC. de la Atmósfera, Facultad de CC. Físicas, Universidad Complutense de Madrid, Avda. Complutense s/n, E-28040 Madrid, Spain

¹⁶ Instituto de Cosmologia, Relatividade e Astrofísica ICRA, Centro Brasileiro de Pesquisas Físicas, Rua Dr. Xavier Sigaud 150, CEP 22290-180, Rio de Janeiro, RJ, Brazil

¹⁷ Departamento de Investigación Básica, CIEMAT, Avda. Complutense 40, E-28040 Madrid, Spain

¹⁸ Depto. de Física Teórica, Universidad Autónoma de Madrid, E-28049 Madrid, Spain

¹⁹ Max-Planck-Institut für Astronomie, Königstuhl 17, D-69117 Heidelberg, Germany

²⁰ CALIFA International Collaboration <http://califa.caha.es>

Received 2014 June 18; accepted 2014 July 3; published 2014 July 28

ABSTRACT

We use spatially and temporally resolved maps of stellar population properties of 300 galaxies from the CALIFA integral field survey to investigate how the stellar metallicity (Z_*) relates to the total stellar mass (M_*) and the local mass surface density (μ_*) in both spheroidal- and disk-dominated galaxies. The galaxies are shown to follow a clear stellar mass–metallicity relation (MZR) over the whole 10^9 – $10^{12} M_\odot$ range. This relation is steeper than the one derived from nebular abundances, which is similar to the flatter stellar MZR derived when we consider only young stars. We also find a strong relation between the local values of μ_* and Z_* (the μ ZR), betraying the influence of local factors in determining Z_* . This shows that both local (μ_* -driven) and global (M_* -driven) processes are important in determining metallicity in galaxies. We find that the overall balance between local and global effects varies with the location within a galaxy. In disks, μ_* regulates Z_* , producing a strong μ ZR whose amplitude is modulated by M_* . In spheroids it is M_* that dominates the physics of star formation and chemical enrichment, with μ_* playing a minor, secondary role. These findings agree with our previous analysis of the star formation histories of CALIFA galaxies, which showed that mean stellar ages are mainly governed by surface density in galaxy disks and by total mass in spheroids.

Key words: galaxies: evolution – galaxies: fundamental parameters – galaxies: stellar content – galaxies: structure

Online-only material: color figures

1. INTRODUCTION

The quest for understanding the physical association between mass and metallicity in galaxies has a long history in astrophysics. In its currently most common form, mass is represented by the stellar mass (M_*), while the nebular oxygen abundance is taken as the metallicity tracer. Perhaps the best known contemporary example of this mass–metallicity relation (MZR) is that derived for star-forming galaxies in the Sloan Digital Sky Survey (SDSS) by Tremonti et al. (2004).

An independent way to explore the metal content of galaxies is through their stars, whose combined spectra encode a fossil record of galaxy evolution. This approach has been widely explored in relation to elliptical galaxies, which also follow a

MZR (the Mg– σ_* relation; Faber & Jackson 1976). The historical limitation to early-type systems comes about because of their predominantly old and relatively simple stellar populations (SSPs, often approximated as a single burst), in contrast with the more complex star formation histories (SFHs) of spirals, which complicates the translation of their spectroscopic features into tracers of the characteristic stellar metallicity (Z_*). Recent work has started to lift this restriction. In particular, spectral synthesis techniques have shown that useful estimates of Z_* can be derived for galaxies of all types (Cid Fernandes et al. 2005, 2007; Gallazzi et al. 2005; Panter et al. 2007), especially when used comparatively and for large samples. These studies obtain a purely stellar version of the MZR, as well as a broad correlation between O/H and Z_* , and a Z_* evolutionary pattern

characteristic of chemical enrichment, all derived on the basis of an archeological spectral analysis of local SDSS galaxies.

A common problem in both approaches is that they are most often based on integrated data, where one gathers all or part of the light of a galaxy in a single spectrum. The exact meaning of the global O/H, Z_* , and other properties derived from such data is rendered somewhat ambiguous (and aperture-dependent; e.g., Iglesias-Páramo et al. 2013; Mast et al. 2014) by the existence of spatial gradients in both nebular and stellar population properties within galaxies. More critically, the lack of spatial resolution limits our ability to map the influence of local factors on the local metallicity which, if present, propagate to the global MZR.

Integral field spectroscopy surveys like CALIFA (Sánchez et al. 2012) best tackle these issues. Rosales-Ortega et al. (2012) and Sánchez et al. (2013) applied nebular diagnostics to thousands of H II regions in these data cubes, finding that O/H is strongly correlated with the local stellar mass *surface density* (μ_*), and that this relation shapes the global MZR. The notion that M_* plays a less fundamental role than μ_* in the evolution of galactic disks (homes of the H II regions whose O/H represent the metallicity in the nebular MZR) has been raised previously. Bell & de Jong (2000), for instance, analyzed optical and near-IR imaging of spirals, finding that the surface density of a galaxy drives its SFH, and that M_* is a less important parameter. In the context of integral field studies, González Delgado et al. (2014, hereafter GD14) carried out a spectral synthesis analysis of 107 CALIFA galaxies, also finding that mean stellar ages correlate more strongly with μ_* in galaxy disks. Conversely, they find that in spheroids (elliptical galaxies and bulges), it is M_* that controls the SFH.

Here we explore global and local estimates of the Z_* obtained from the spatially resolved spectral synthesis of CALIFA galaxies. The focus on stars complements the work based on H II regions, bringing in new perspectives. First, stellar metallicities reflect the whole history of a galaxy, while O/H measures a present-day snapshot of its evolution. Second, our analysis ignores H II regions, and so can be applied to disks and spheroids, increasing statistics and broadening the scope of the study.

2. DATA AND STELLAR POPULATION ANALYSIS

Our sample comprises 300 galaxies ranging from ellipticals to late-type spirals, representative of the full CALIFA mother sample (Walcher et al. 2014). Technical details are described in Sánchez et al. (2012), Husemann et al. (2013), and the forthcoming Data Release 2 paper by R. García-Benito et al. (in preparation).

Our method to extract stellar population properties from data cubes has been explained in Pérez et al. (2013) and Cid Fernandes et al. (2013, 2014). In short, we use STARLIGHT (Cid Fernandes et al. 2005) to fit each spectrum as a combination of SSPs spanning different ages and metallicities. The SSP spectra used in this work consist of Granada (González Delgado et al. 2005) and MILES (Vazdekis et al. 2010) models, similar to those used in Cid Fernandes et al. (2013) but extended to cover the full metallicity range of the MILES models. The 235 elements base covers ages from 0.001 to 14 Gyr, and $\log Z_*/Z_\odot$ from -2.3 to $+0.33$. A Salpeter initial mass function is adopted.

This whole analysis transforms the data cubes to two-dimensional maps of a series of stellar population properties. The main ones for the purposes of this Letter are the stellar mass surface density, and the mass-weighted mean stellar metallicity,

defined as

$$\langle \log Z_* \rangle_{M,xy} = \frac{\sum_{tZ} M_{*,tZ,xy} \times \log Z}{\sum_{tZ} M_{*,tZ,xy}}, \quad (1)$$

where $M_{*,tZ,xy}$ denotes the mass in stars of age t and metallicity Z in spaxel xy .

3. RESULTS

3.1. The Global Mass–Metallicity Relation

The MZR is a relation between *global* galaxy properties, which requires us to compress our xy maps to single numbers. The total stellar mass is obtained from $M_* = \sum_{xy} M_{*,xy}$, i.e., adding up the masses derived for individual spaxels (thus accounting for spatial variations in the mass-to-light ratio and extinction). For the metallicity, we use a galaxy-wide averaging scheme, such that

$$\langle \log Z_* \rangle_M^{\text{galaxy}} = \frac{\sum_{xy} M_{*,xy} \langle \log Z_* \rangle_{M,xy}}{\sum_{xy} M_{*,xy}}, \quad (2)$$

as done for light and mass-weighted mean stellar ages by GD14, who showed that these averages match very well the value obtained from the synthesis of the integrated spectrum, as well as that at radial distances of $R = 1$ half light radius (HLR).

Our mass versus stellar metallicity relation for CALIFA galaxies is shown in Figure 1(a). A clear correlation is seen, with metallicities rising by roughly an order of magnitude for M_* between $\sim 10^9$ and $10^{12} M_\odot$. The thick black curve, obtained by smoothing the mass-binned relation, offers a better visualization of the general trend. In order to get a sense of the SFHs in this plane, we color-code the points by the value of the galaxy-wide mean stellar age (see Equation (1) of GD14). One sees that galaxies become progressively older as one moves up the MZR.

Figure 1 also compares our stellar MZR with those obtained for SDSS galaxies by Gallazzi et al. (2005; brown line) and Panter et al. (2008; magenta), both shifted by $+0.25$ dex in mass to match our initial mass function. Given the significant differences in data, samples, and methodology, one should not take this comparison too literally. The overall agreement, however, is remarkable.

3.2. Stellar Versus Nebular MZRs and Chemical Evolution

The flattening of our MZR at $\sim 10^{11} M_\odot$ is reminiscent of the behavior observed in the nebular MZR (e.g., Tremonti et al. 2004). A quantitative comparison of nebular and stellar metallicities is not warranted given the huge differences in the underlying physics, not to mention inherent uncertainties affecting both estimates. A qualitative comparison, however, is instructive. Figure 1(b) overplots the Sánchez et al. (2013; cyan line) relation between M_* and O/H obtained from H II regions in CALIFA data cubes. The two (black and cyan lines) occupy the same zone at high M_* , but diverge at low M_* , with the nebular MZR being visibly flatter than the stellar one.

Besides the caveats noted above, this comparison is skewed by the fact that O/H portrays the current state of the warm gas, while Z_* reflects the whole history of a galaxy. To mitigate this mismatch in timescales, we compute Z_* considering only stars younger than 2 Gyr, and derive the corresponding galaxy-wide average. The resulting MZR is shown as blue stars in Figure 1(b), with a thick blue line representing its smoothed version.

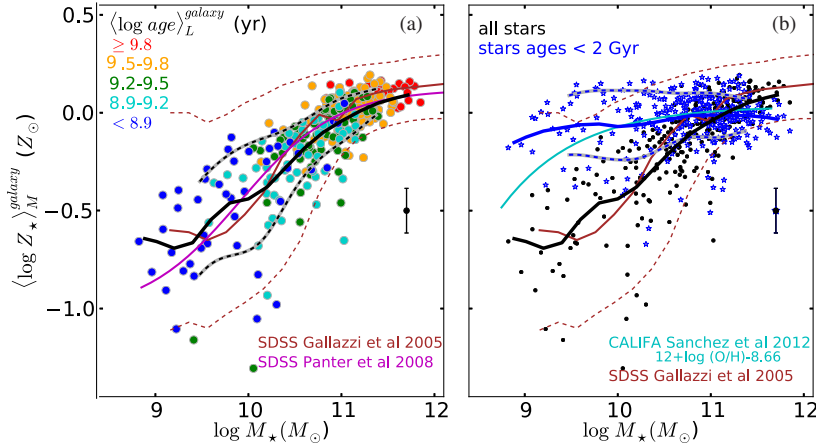


Figure 1. (a) Global stellar MZR for 300 CALIFA galaxies is shown as circles, color-coded by the mean stellar age. A mass-binned smooth mean relation is shown as a black solid line (the dashed black indicates the 16th and 84th percentiles, and the error bar represents the typical dispersion). The MZR obtained for SDSS galaxies by Gallazzi et al. (2005) and Panter et al. (2008) are plotted as brown and magenta lines, respectively, with a dashed brown line indicating the 16th and 84th percentiles of Gallazzi et al. (b) Comparison of our global stellar MZR (black circles and line) with the one obtained considering only stars younger than 2 Gyr in the computation of the stellar metallicity (blue stars and line); blue dashed lines indicate the 16th and 84th percentiles; error bar represents the typical dispersion. The CALIFA-based nebular MZR (Sánchez et al. 2013) is shown as a cyan line.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

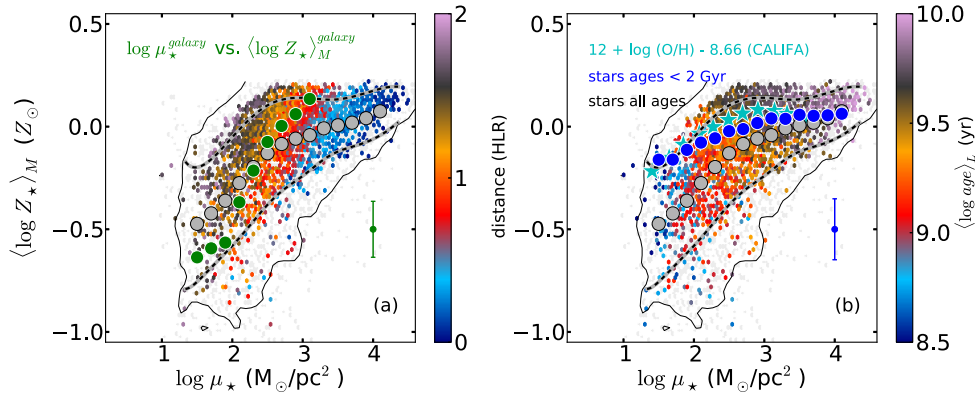


Figure 2. Local stellar metallicity vs. the local stellar mass surface density. Small dots show values for 6000 radial bins of 300 galaxies. The solid line traces the contour of point number density larger than 1 per 0.075×0.035 dex box. (a) Gray circles track the μ_* -binned average $Z_*(\mu_*)$ relation (black dashed lines indicate the 16th and 84th percentiles). Green circles trace the $(\mu_*$ -binned) global relation, obtained from the $\langle \log Z_* \rangle_M^{\text{galaxy}}$ and μ_*^{galaxy} galaxy-wide averages; the error bar represents the typical dispersion in this relation. The individual points are color-coded by the distance from the center (in HLR). (b) Dots as in panel (a), but colored to display the (luminosity-weighted) mean stellar age. Large blue circles show the μ_* -binned global relation obtained considering only stars younger than 2 Gyr in the computation of Z_* (error bar represents the typical dispersion). Cyan stars show the CALIFA-based nebular μ_ZR of Sánchez et al. (2013), assuming $12 + \log(\text{O}/\text{H})_\odot = 8.66$.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

The plot reveals a clear signature of chemical evolution, with young stars being more enriched than older stars. The MZR for young stars is flatter than the global one, in line with the nebular relation.

The overall picture portrayed by Figure 1 is the same as that drawn by Cid Fernandes et al. (2007) in their analysis of SDSS galaxies: most of the chemical evolution of massive galaxies has occurred many gigayears ago, while low- M_* systems grow their metallicities over a longer cosmic time span. This “chemical downsizing” is, of course, not coincidental, since star formation and chemical evolution work in tandem.

3.3. The Local and Global μ_* Versus Z_* Relations

Our data are ideally suited to investigate the relative roles of global and local properties in controlling the metallicity. To explore the information encoded in our spatially resolved maps of stellar population properties, we first compress them

to one-dimensional radial profiles computed as explained in GD14. Besides allowing for clearer visualization of the results, this compression (1) reduces statistical uncertainties (see Cid Fernandes et al. 2013), and (2) balances the role of each galaxy in our statistics, which would otherwise be biased toward galaxies filling up more spaxels in the integral field unit.

Radial profiles of μ_* and $\langle \log Z_* \rangle_M$ were computed in elliptical annuli in steps of 0.1 HLR. The profiles typically cover out to $R = 2$ HLR reliably, so we restrict our analysis to this limit.

Figure 2(a) shows the resulting μ_* - Z_* relation (μ_ZR). Note that this plot is ultimately a collection of 300 metallicity profiles, where the radial coordinate is replaced by $\mu_*(R)$, such that R increases to the left. The ~ 6000 dots (20 per galaxy) are color-coded according to their distance from the nucleus, in units of the corresponding HLR. Points in the upper right correspond to the inner regions of massive, early-type spheroids, while in the bottom left the outer zones of late-type spirals dominate.

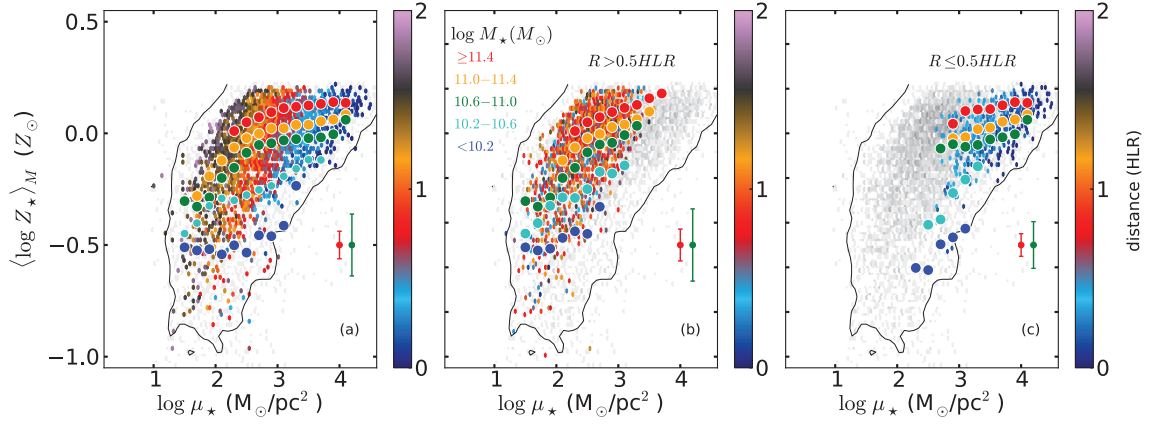


Figure 3. (a) Local μ ZR, color-coded by R ; circles show the (μ_\star -binned) mean relations obtained by breaking up the sample into five M_\star intervals. (b) Same as panel (a), but restricting the analysis to spatial regions outward of $R = 0.5$ HLR. (c) As in the middle panel, but for the inner $R < 0.5$ HLR regions. Error bars represent the typical dispersion in metallicity in the local MZR in two of the five M_\star intervals.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

Clearly, despite the scatter, local stellar mass surface density and metallicity are strongly correlated, and in a radially dependent fashion. The general trend is depicted as gray circles, which averages over metallicities in 0.2 dex wide bins in μ_\star .

The average μ ZR traced by the gray circles in Figure 2(a) should not be confused with the global one, since R bins do not contribute equally to the galaxy-wide averages of either μ_\star or $\langle \log Z_\star \rangle_M$. The (μ_\star -binned) global version of the μ ZR is shown by the large green circles. Note that they follow closely the underlying orange/red points ($R \sim 1$ HLR in our color scheme), as expected from the fact that galaxy-wide averages essentially reflect properties at 1 HLR (GD14).

The global μ ZR is visibly steeper than the local one, particularly in the high-density regime of the inner regions of galaxies (blueish points in Figure 2(a)), where the local μ ZR (gray circles) flattens. This flattening is not picked up by the global relation, as there are no galaxies globally as dense as these central regions of spheroids.

Overall, we conclude that the μ ZR shows the local stellar surface density to be an important driver of the stellar metallicity, except for their innermost densest regions, where some other property must take over the dominant role. Even in the outer regions, however, the vertical scatter in the μ ZR is such that μ_\star cannot be the sole parameter regulating Z_\star .

3.4. Stellar versus Nebular μ ZRs and Chemical Evolution

Before furthering our investigation of global and local effects, we repeat in Figure 2(b) the exercise carried out in Figure 1(b) for the global MZR, but now for the μ ZR. The large gray circles are as in panel (a), but the blue ones track the relation obtained considering only young stars. Again, one obtains a flatter relation, indicative of chemical evolution. Also, as in Figure 1(b), the shape of the μ ZR for young stellar populations approaches that obtained from H II regions (cyan-colored stars; Sánchez et al. 2013).

Figure 2(b) also summarizes how local SFHs vary across the μ Z plane. This is revealed by the colors of the dots, which now indicate the radially averaged mean stellar age. As for the global MZR, one finds younger systems (i.e., those with more significant recent star formation) toward the low- μ_\star , metal-poor corner of the μ ZR. Large ages, on the other hand, occur at the densest, more metal-rich regions typical of small R . These inner

zones essentially completed their star formation and chemical evolution long ago. Note that this is also the regime where the local μ ZR (gray circles) flattens.

4. LOCAL + GLOBAL EFFECTS AND THE DISTINCT ROLES OF μ_\star AND M_\star IN DISKS AND SPHEROIDS

The results reported above send mixed messages as to what the main driver of stellar metallicities might be: while Figure 1 indicates that M_\star is involved in establishing global Z_\star values, Figure 2 points to μ_\star playing a major role in defining the local Z_\star . It thus seems that both local and global effects play relevant roles in determining the metallicity.

Figure 3 shows that this is indeed the case. The dots in all panels repeat the local μ ZR, but now breaking the mean (i.e., μ_\star -binned) relation (large circles) into five approximately equally populated M_\star intervals. Panel (a) shows results considering all 6000 radial bins, while panels (b) and (c) take into account only points outside and inside $R = 0.5$ HLR, respectively. The figure thus explores the whole M_\star - μ_\star (R)- Z_\star (R)- R landscape.

Comparing Figure 3(a) with the mean μ ZR traced by gray circles in Figure 2, one immediately realizes that a pure μ ZR analysis overlooks the important role of M_\star in defining the metallicity scale. Mass is a major source of scatter in the μ ZR, with massive galaxies being locally (and globally) more chemically enriched than low-mass ones for the same μ_\star (R). Still, the rise of Z_\star (R) with μ_\star (R) for constant M_\star shows the relevance of local effects, particularly for low- and intermediate- M_\star systems.

Though revealing, the M_\star -dependent mean μ ZRs in Figure 3(a) do not distinguish the whereabouts within a galaxy, as disk and bulge/spheroid locations are treated on equal footing. A coarse way to discriminate between these morphological components is to define them by a $R >$ or < 0.5 HLR criterion. Panel (b) in Figure 3 shows the μ ZR(M_\star) for $R > 0.5$ HLR. Except for the 41 ellipticals, this plot should be read as a μ ZR(M_\star) for galactic disks. In stark contrast to Figure 3(a), no downward flattening is seen. Stellar metallicities increase steadily with μ_\star , modulated by a M_\star -related amplitude.

The panorama changes in Figure 3(c), where only the inner zones are considered. For the three largest M_\star ranges ($> 10^{10.6} M_\odot$), one sees a very weak dependence of Z_\star on μ_\star . Local effects thus seem of secondary importance in the

dense regime of the inner regions of massive galaxies. The $M_\star < 10^{10.6} M_\odot$ bins, however, still follow a strong (M_\star -modulated) μZR . Galaxies in these low- M_\star bins are predominantly (87%) late-type spirals (Sc–Sd), with small or non-existent bulges (possibly resulting from secular disk evolution; Fisher & Drory 2011), which explains their disk-like μZR .

5. DISCUSSION

The general picture one draws from these results is that both global (M_\star -driven) and local (μ_\star -driven) effects are important in determining the stellar (and, by extension, also the nebular) metallicities in galaxies, and that the overall balance between these two varies with the location within a galaxy. Two clearly distinct regimes are identified: (1) one related to disks, where μ_\star (hence local physics) regulates metallicity, modulated by an M_\star -related amplitude, and (2) the other pertaining to the bulge/spheroid component, where M_\star dominates the physics of star formation and chemical enrichment.

These results tie in nicely with the recent analysis of GD14. We have shown there that mean stellar ages (a first moment descriptor of the SFH) relate strongly to μ_\star in galactic disks, indicating that local properties dictate the pace of star formation. The slower growth (hence younger ages) found at low μ_\star should lead to less metal enrichment, in agreement with our μZR . Within bulges/spheroids, M_\star is a much more relevant driver of the SFH. Most of the star formation in these regions was finished long ago, leading to fast metal enrichment and little or no chemical evolution since those early days, as found in this Letter.

Despite the overall consistency and physical appeal of our results, there are some caveats. Aside from limitations of the method (e.g., Cid Fernandes et al. 2014), and the choice of $R = 0.5$ to segregate bulges from disks, a more philosophical kind of caveat holds the promise of interesting future work. The goal of this Letter was to evaluate the role of global and local effects in determining stellar metallicities in and within galaxies. To this end, we have chosen M_\star and μ_\star as the representatives of global and local effects, respectively, but was this a wise choice of variables?

Our answer at this stage is a “yes” for M_\star , but only a “perhaps” for μ_\star . Both the SFH of a galaxy and its chemical evolution are thought to be affected by its mass, including its dark + gaseous + stellar components. In practice, M_\star is the most readily available proxy for total mass, and thus a relevant variable.

The status of μ_\star as a tracer of local effects is less clear. The choice of μ_\star as an independent variable is inspired by Schmidt (1959), who postulated a density-controlled star formation rate law, and by the fact that our analysis provides robust estimates of μ_\star . Clearly, μ_\star is but a proxy for complex star formation

physics. The fact that we find Z_\star to correlate strongly with μ_\star in disks suggests it to be a reasonable empirical proxy for local effects. Yet, the fact that the disk μZR has its amplitude modulated by M_\star raises doubts as to how fundamental μ_\star really is.

While one can think of ways to relate local Z_\star values to the global M_\star , there are other ways of formulating the problem. The Z_\star -scaling role of M_\star in the disk μZR may be reflecting the works of a different M_\star -related property, like morphological type, gas fraction, in/outflow rates, or others. Future work should explore these possibilities.

This Letter is based on data obtained by the CALIFA survey (<http://califa.caha.es>), funded by the Spanish MINECO grants ICTS-2009-10, AYA2010-15081, and the CAHA operated jointly by the Max-Planck IfA and the IAA (CSIC). The CALIFA Collaboration thanks the CAHA staff for the dedication to this project. Support from CNPq (Brazil) through Programa Ciência sem Fronteiras (401452/2012-3) is duly acknowledged.

REFERENCES

- Bell, E. F., & de Jong, R. S. 2000, *MNRAS*, **312**, 497
 Cid Fernandes, R., Asari, N. V., Sodré, L., et al. 2007, *MNRAS*, **375**, L16
 Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., Pérez, E., et al. 2014, *A&A*, **561**, 130
 Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., Stasińska, G., & Gomes, J. M. 2005, *MNRAS*, **358**, 363
 Cid Fernandes, R., Pérez, E., García Benito, R., et al. 2013, *A&A*, **557**, 86
 Faber, S. M., & Jackson, R. E. 1976, *ApJ*, **204**, 668
 Fisher, D. B., & Drory, N. 2011, *ApJL*, **733**, L47
 Gallazzi, A., Charlot, S., Brinchmann, J., White, S. D. M., & Tremonti, C. A. 2005, *MNRAS*, **362**, 41
 González Delgado, R. M., Cerviño, M., Martins, L. P., Leitherer, C., & Hauschildt, P. H. 2005, *MNRAS*, **357**, 945
 González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., et al. 2014, *A&A*, **562**, 47
 Husemann, B., Jahnke, K., Sánchez, S. F., et al. 2013, *A&A*, **549**, A87
 Iglesias-Páramo, J., Vílchez, J. M., Galbany, L., et al. 2013, *A&A*, **553**, L7
 Mast, D., Rosales-Ortega, F. F., Sánchez, S. F., et al. 2014, *A&A*, **561**, 129
 Panter, B., Jimenez, R., Heavens, A. F., & Charlot, S. 2007, *MNRAS*, **378**, 1550
 Panter, B., Jimenez, R., Heavens, A. F., & Charlot, S. 2008, *MNRAS*, **391**, 1117
 Pérez, E., Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., et al. 2013, *ApJL*, **764**, L1
 Rosales-Ortega, F. F., Sánchez, S. F., Iglesias-Páramo, J., et al. 2012, *ApJL*, **756**, L31
 Sánchez, S. F., Kennicutt, R. C., Gil de Paz, A., et al. 2012, *A&A*, **538**, A8
 Sánchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Jungwiert, B., et al. 2013, *A&A*, **554**, 58
 Schmidt, M. 1959, *ApJ*, **129**, 243
 Tremonti, C. A., Heckman, T. M., Kauffmann, G., et al. 2004, *ApJ*, **613**, 898
 Vazdekis, A., Sánchez-Blázquez, P., Falcón-Barroso, J., et al. 2010, *MNRAS*, **404**, 1639
 Walcher, C. J., Wisotzki, L., Bekeraitė, S., et al. 2014, *A&A*, in press (arXiv:1407.2939)

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
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, PASP, 93, 5
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, ApJ, 345, 245
- Chabrier, G. 2003, PASP, 115, 763
- 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
- 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., 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
- Kennicutt, Jr., R. C. 1998, ARA&A, 36, 189
- 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
- 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

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

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