

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) – 5 de janeiro de 2016

Sumário


1	Linhas de emissão	1
1.1	EmLinesDataCube	1
1.1.1	Extinção por decremento de Balmer	2
1.1.2	Metalicidade Nebular	3
1.1.3	Exemplo de utilização	4
1.2	Taxa de formação estelar	7
2	Propriedades da síntese e propriedades nebulares	11
2.1	Amostra de galáxias	11
2.2	Comparação entre as taxas de formação estelar	12
2.3	Comparação entre os coeficientes de extinção	12
2.4	Comparação entre metalicidade	12
	Referências Bibliográficas	I

Lista de Figuras


1.1	Calibração da abundância de oxigênio no gás	4
1.2	Exemplo de programa utilizando o EmLinesDataCube.	5
1.3	Diagrama BPT produzido pelo programa no exemplo da Fig. 1.2.	6
1.4	Evolução temporal do número de fótons H-ionizantes e da taxa de fótons H-ionizantes em unidades da massa formada.	10

Capítulo 1

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 nos níveis energéticos dos átomos dos elementos encontrados no meio galático ( - *meio interestelar? espaço?*) , e mais densamente, nas núvens de gás.

1.1 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 ( - *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.

1.1.1 Extinção por decremento de Balmer

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

$$F_{\lambda}^{obs} = F_{\lambda}^{int} e^{-\tau_{\lambda}} \quad (1.1)$$

$$F_{\lambda}^{obs} = F_{\lambda}^{int} e^{-(\frac{\tau_{\lambda}}{\tau_v})\tau_v} \quad (1.2)$$

$$\frac{\tau_{\lambda}}{\tau_v} = q_{\lambda} \quad (1.3)$$

$$F_{\lambda}^{obs} = F_{\lambda}^{int} e^{-q_{\lambda}\tau_v} \quad (1.4)$$

$$\frac{F_{\lambda}^{obs}}{F_{\lambda'}^{obs}} = \frac{F_{\lambda}^{int} e^{-q_{\lambda}\tau_v}}{F_{\lambda'}^{int} e^{-q_{\lambda'}\tau_v}} \quad (1.5)$$

$$\ln\left(\frac{F_{\lambda}^{obs}}{F_{\lambda'}^{obs}}\right) = \tau_v(q_{\lambda'} - q_{\lambda}) \ln\left(\frac{F_{\lambda}^{int}}{F_{\lambda'}^{int}}\right) \quad (1.6)$$

$$\tau_v = \frac{1}{(q_{\lambda'} - q_{\lambda})} \left[\ln\left(\frac{F_{\lambda}^{obs}}{F_{\lambda'}^{obs}}\right) - \ln\left(\frac{F_{\lambda}^{int}}{F_{\lambda'}^{int}}\right) \right] \quad (1.7)$$

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 e τ_v é o coeficiente de profundidade óptica na banda V.

A poeira existente ao redor das regiões de formação estelar é criada principalmente pela própria formação estelar. Assumindo um modelo de extinção (neste trabalho assumimos Cardelli et al. 1989), 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 linhas de $H\alpha$ e de $H\beta$ varia muito um pouco com a metalici-

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

dade, a densidade e a temperatura. Usamos aqui esse valor como constante e igual a 2,86 (Osterbrock & Ferland 2006). Com isso temos:

$$\tau_v^{\text{NEB}} = \frac{1}{(q_{\text{H}\beta} - q_{\text{H}\alpha})} \ln \left(\frac{F_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}} / F_{\text{H}\beta}^{\text{obs}}}{2,86} \right). \quad (1.8)$$

Nessa equação, os q_λ são provenientes do modelo adotado. O erro propagado para τ_v^{NEB} é:

$$\tau_v^{\text{NEB}} \equiv \tau_v^{\text{NEB}}(F_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}}, F_{\text{H}\beta}^{\text{obs}}) \quad (1.9)$$

$$\epsilon(\tau_v^{\text{NEB}}) = \sqrt{\left(\frac{\partial \tau_v^{\text{NEB}}}{\partial F_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}}} \right)^2 \epsilon(F_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}})^2 + \left(\frac{\partial \tau_v^{\text{NEB}}}{\partial F_{\text{H}\beta}^{\text{obs}}} \right)^2 \epsilon(F_{\text{H}\beta}^{\text{obs}})^2} \quad (1.10)$$

$$\frac{\partial \tau_v^{\text{NEB}}}{\partial F_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}}} = \frac{1}{F_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}}(q_{\text{H}\beta} - q_{\text{H}\alpha})} \quad (1.11)$$

$$\frac{\partial \tau_v^{\text{NEB}}}{\partial F_{\text{H}\beta}^{\text{obs}}} = -\frac{1}{F_{\text{H}\beta}^{\text{obs}}(q_{\text{H}\beta} - q_{\text{H}\alpha})} \quad (1.12)$$

$$\epsilon(\tau_v^{\text{NEB}}) = \frac{1}{(q_{\text{H}\beta} - q_{\text{H}\alpha})} \sqrt{\left(\frac{\epsilon(F_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}})}{F_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}}} \right)^2 + \left(\frac{\epsilon(F_{\text{H}\beta}^{\text{obs}})}{F_{\text{H}\beta}^{\text{obs}}} \right)^2} \quad (1.13)$$

1.1.2 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:

$$12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.533[\pm 0.012] - 0.214[\pm 0.012] \times \text{O3N2} \quad (1.14)$$

conforme pode ser vista na Fig. 1.1.

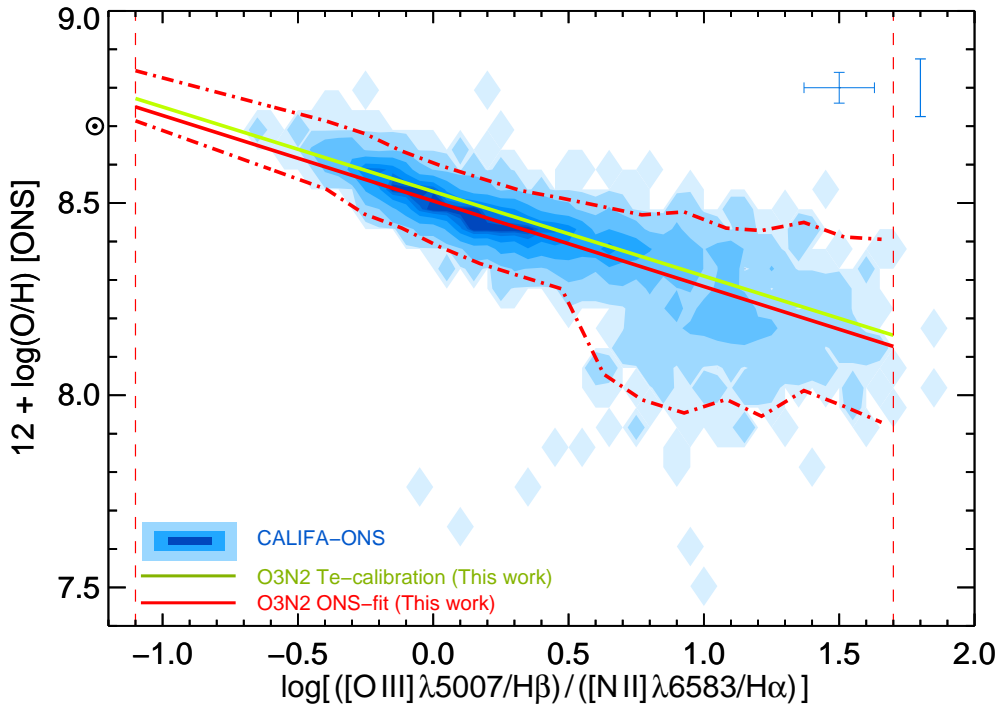


Figura 1.1: Calibração da abundância de oxigênio nebular para 3423 regiões HII mapeadas por Sánchez et al. (2013). Figura retirada de Marino et al. (2013)

1.1.3 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. 1.2 que resulta na Fig. 1.3. 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 1.2: 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.

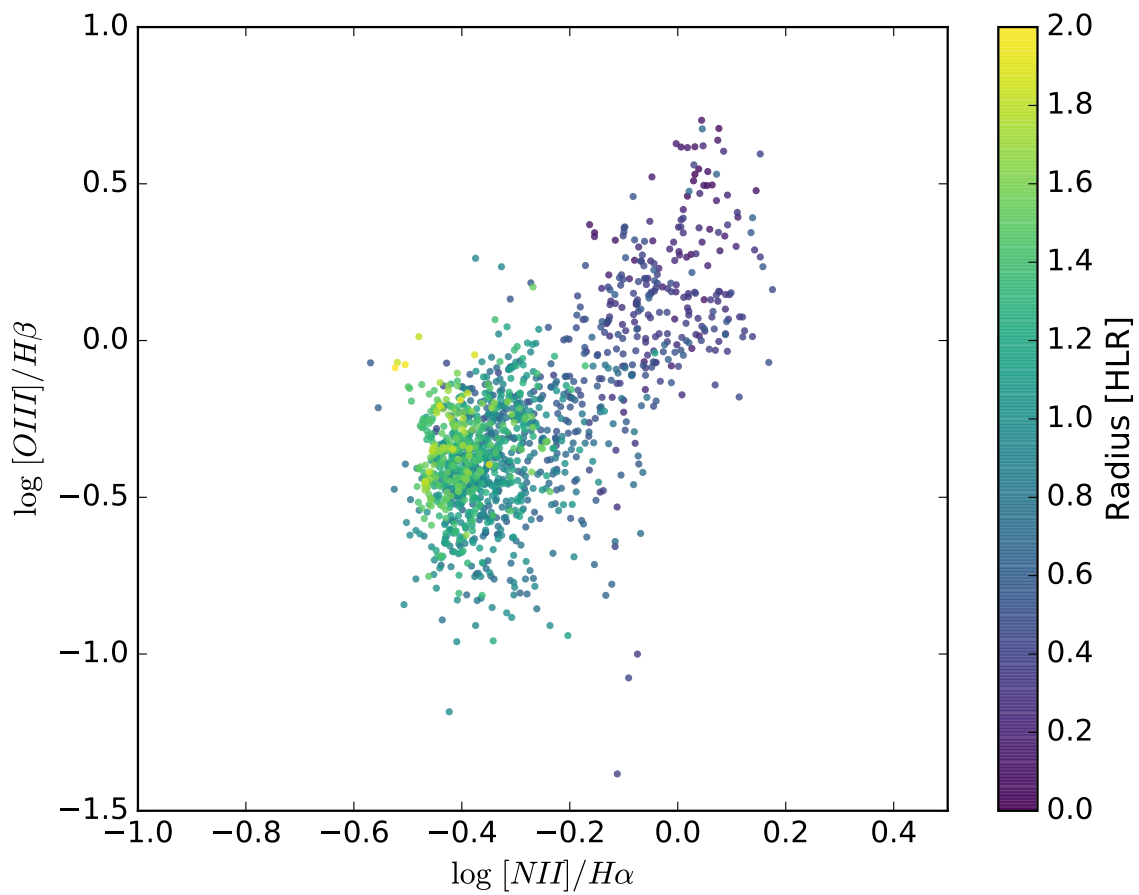


Figura 1.3: Diagrama BPT para as regiões da galáxia NGC29116 (objeto CALIFA 277) produzida pelo exemplo 1.2. Nela utiliza-se os fluxos de $H\alpha$, $H\beta$, $[O\text{ III}]\ \lambda 5007$ e $[N\text{ II}]\ \lambda 6584$.

1.2 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:

$$\psi_{H\alpha} = k \times L_{H\alpha}. \quad (1.15)$$

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:

$$d\Lambda = l(t) dM(t). \quad (1.16)$$

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

$$dM(t) = \psi(t) dt \quad (1.17)$$

$$\Lambda = \Lambda(t = T_U) = \int_0^{T_U} l(t) dM(t) = \int_0^{T_U} \psi(t) l(t) dt \quad (1.18)$$

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:

$$L(H\alpha) = h\nu_{H\alpha} \frac{Q_H}{2.226}, \quad (1.19)$$

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 (1.16). Integrando como a equação (1.18) obtemos:

$$Q_H = \int dQ_H = \int q_H(t) dM(t) \quad (1.20)$$

$$Q_H(t = T) = \int_0^T \psi(t) q_H(t) dt \quad (1.21)$$

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

$$q_H(t) = \int_0^{912\text{\AA}} \frac{l_\lambda}{hc} \lambda d\lambda. \quad (1.22)$$

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 :

$$N_H = \int_0^{T_U} q_H(t) dt \quad (1.23)$$

Para nossa configuração de modelos podemos ver a evolução de N_H no tempo na Fig. 1.4. 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 (1.21) converge para

$$Q_H = \psi N_H(t = 10^7 \text{ anos, IMF, } Z_\star). \quad (1.24)$$

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 (1.24) em (1.19) podemos escrever:

$$\psi_{\text{H}\alpha} = \frac{2.226}{\mathcal{N}_H h\nu_{\text{H}\alpha}} \times L(\text{H}\alpha) \quad (1.25)$$

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 (1.25) encontramos o valor para k em (1.15) ($\psi \equiv \text{SFR}$):

$$\text{SFR}_{\text{H}\alpha} = 3.13 \text{ M}_{\odot} \text{ yr}^{-1} \left(\frac{L(\text{H}\alpha)}{10^8 L_{\odot}} \right) \quad (1.26)$$

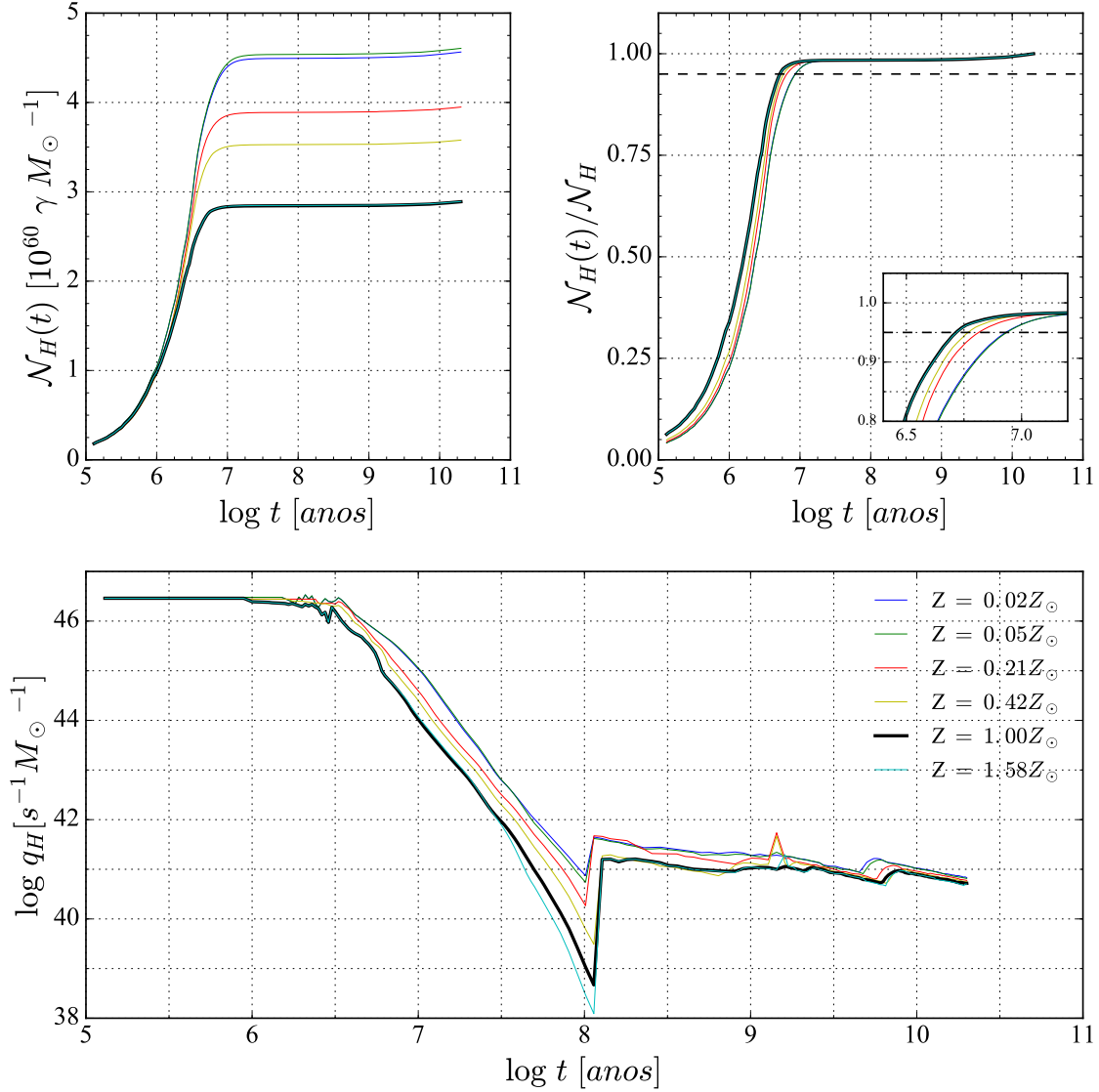


Figura 1.4: *Painel superior esquerdo:* A evolução no tempo do número de fótons (\mathcal{N}_H) para 6 metalicidades (de $0.02 Z_\odot$ até $1.58 Z_\odot$) que compoem nossos modelos de SSP. A linha preta grossa representa a evolução utilizando metalicidade solar. *Painel superior direito:* O mesmo que 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 Myr. *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 2

Propriedades da síntese e propriedades nebulares

2.1 Amostra de galáxias

Neste trabalho estamos interessados em estudar a formação estelar recente em discos de galáxias. Nossa amostra contém 293 galáxias com tipos morfológicos entre Sa e Sd, conforme a Fig. ???. Essas galáxias possuem massas entre $10^{10.5}$ e $10^{11.5}$ e idades entre xxx e xxx ($10^{10.5}$ - *conforme Fig xxx ?*). Escolhemos também uma amostra de galáxias com relação entre os semieixos maior que 0.7 ($\frac{b}{a} > 0.7$). Estas galáxias também aparecem na Fig. ???.

Destas galáxias, utilizamos apenas regiões que possuam ao menos 5% de população jovem. O que aqui chamamos de população jovem discutiremos um pouco mais adiante, na Sec. 2.2. Para uma região (zona) de uma galáxia ser considerada por nosso estudo ela precisa ter:

- medidas do fluxo integrado das linhas de $H\alpha$, $H\beta$, $[N II]$ e $[O III]$ com relação sinal-ruído maior do que 3;
- medidas de τ_V^* e Σ_{SF}^* ;
- 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;
- distância maior que 0.7 raio de meia luz (*half-light radius* - HLR).

Esta 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 encontrado por nossos colaboradores e representa um valor máximo para localização de zonas centrais. Atualmente não há nenhuma publicação em revistas científicas, mas um de nossos colaboradores acaba de defender sua tese de doutorado estudando a decomposição bojo-disco usando as galáxias do CALIFA (☉ - *REF.*). Logo teremos atualizações nesta área. ☉ Ao final, nos sobram xxx zonas de xxx galáxias.

2.2 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:

$$\eta_\star(t_\star) = \sum_{t_{\star,j} < t_\star} \mu_j \quad (2.1)$$

$$\overline{\text{SFR}}_\star(t_\star) = M_\star \frac{(1 - \eta_\star(t_\star))}{t_\star}, \quad (2.2)$$

onde M_\star é a massa total convertida em estrelas durante toda a história de formação estelar de uma galáxia. Como explicado em 1.2, podemos medir a taxa de formação estelar recente medindo a luminosidade intrínseca de $\text{H}\alpha$. Com as duas taxas de formação estelar, uma recente e uma em função do tempo (t_\star) podemos encontrar o tempo que melhor correlaciona as duas medidas, de forma a encontrar para diferentes idades.

2.3 Comparação entre os coeficientes de extinção

2.4 Comparação entre metalicidade

Referências Bibliográficas

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

Kennicutt, Jr., R. C. 1998, ARA&A, 36, 189

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

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