

# **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) – 27 de dezembro de 2015



# Sumário

<b>1</b>	<b>Linhas de emissão</b>	<b>1</b>
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 . . . . .	3
1.2	Taxa de formação estelar . . . . .	7
	<b>Referências Bibliográficas</b>	<b>I</b>



# 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 de exemplo. . . . .	6
1.4	<i>Painel superior esquerdo:</i> A evolução no tempo do número de fótons ( $N_H$ ) 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. <i>Painel superior direito:</i> O mesmo que o <i>painel superior esquerdo</i> mas normalizado pelo valor total de $N_H$ . A linha pontilhada representa 95% do total de $N_H$ . Em destaque a região ao redor de 10 Myr. <i>Painel inferior:</i> 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. . .	10



# Capítulo 1

## Linhas de emissão

Os espectros observados carregam uma mistura de energia provenientes de diversas partes distintas das galáxias (estrelas, gás, poeira, etc). Com a síntese de populações estelares pode-se modelar os espectros de energias proveniente das estrelas de diferentes idades e composições químicas (metallicidade), além da correção pela aplicação de alguma lei de extinção por poeira. Subtraindo os espectros observados dos espectros modelados obtêm-se os espectros residuais, compostos pelas linhas de emissão. Essas linhas são geradas principalmente através das ionizações e recombinações nos níveis energéticos dos átomos dos elementos encontrados nas núvens de gás.

### 1.1 EmLinesDataCube

Nosso colaborador e membro do Projeto CALIFA *Survey*, Rubén García Benito, desenvolveu um programa que, utilizando dos espectros residuais, faz a medida das linhas de emissão e erros envolvidos no processo. Este programa faz parte do projeto e por enquanto não está aberto para utilização da comunidade científica. 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 dos fluxos integrados das linhas de emissão, temos o arcabouço para calcularmos algumas propriedades que serão fundamentais em nossa pesquisa. Para isso escrevi um objeto em PYTHON que além de organizar os resultados das medidas dos fluxos das linhas de emissão (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 ( $\tau_v^{\text{NEB}}$ ), larguras equivalentes das linhas, assim como os erros propagados em cada cálculo, etc. Esse objeto foi adicionado ao `pyCASSO` (Cid Fernandes et al. 2013) para que os demais membros do projeto possam utilizá-lo. Nesse objeto encontram-se medidas do fluxo em diversas linhas de emissão, a posição central da linha, amplitude, desvio padrão, equação 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:

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

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

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

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

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

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

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

onde  $F_{\lambda}$  é o fluxo em cada comprimento de onda,  $\tau_{\lambda}$  é o coeficiente de profundidade óptica para o comprimento de onda  $\lambda$  e  $\tau_v$  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 metalicidade, a densidade e a temperatura. Usamos aqui esse valor como constante e igual a 2,86



(Osterbrock & Ferland 2006). Com isso temos:

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

Nessa equação, os  $q_\lambda$  são provenientes do modelo adotado. O erro propagado para  $\tau_v^{\text{NEB}}$  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

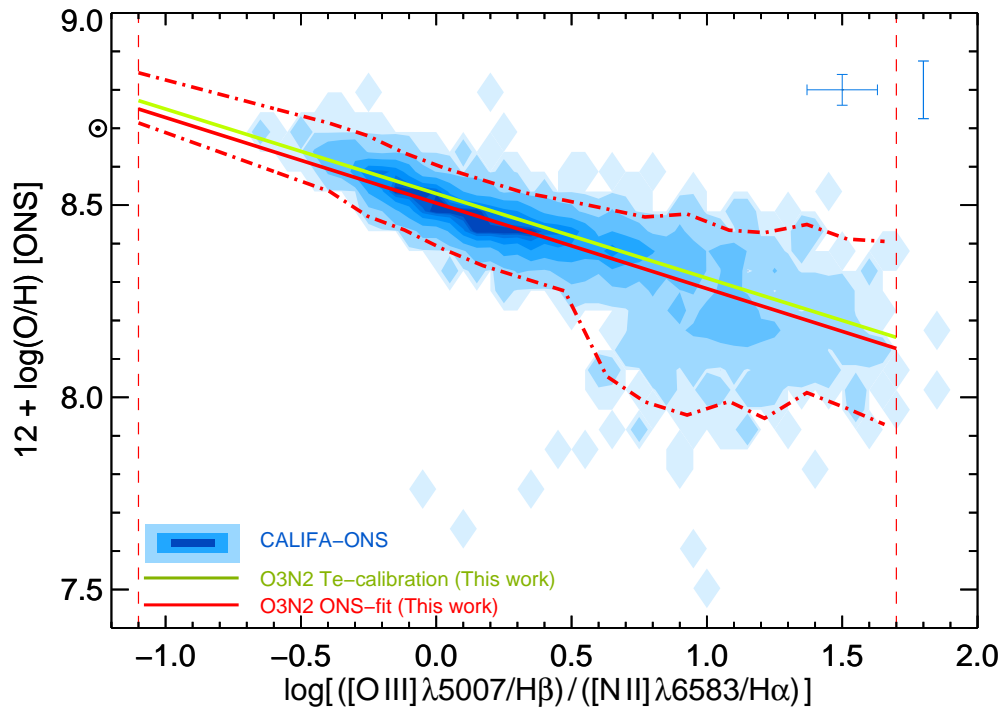
Os indicadores de metalicidade nebular mais utilizados são aqueles que se baseiam na abundância de oxigênio no gás ( $\log(\text{O3N2})$  e  $\text{N2}$ ). As calibrações destes dois indicadores utilizadas pelo nosso projeto foram feitas por Marino et al. (2013) de forma empírica utilizando medidas de temperatura eletrônica de 603 regiões HII e mais medidas nebulares de 3423 regiões HII mapeadas por Sánchez et al. (2013). O valor encontrado pelos autores foi:

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

conforme pode ser vista na Fig. 1.1.

### 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 ( $\text{H}\alpha$ ,  $\text{H}\beta$ ,  $[\text{O III}] \lambda 5007$  e  $[\text{N II}] \lambda 6584$ ) no código da Fig. 1.2 que resulta na Fig. 1.3.



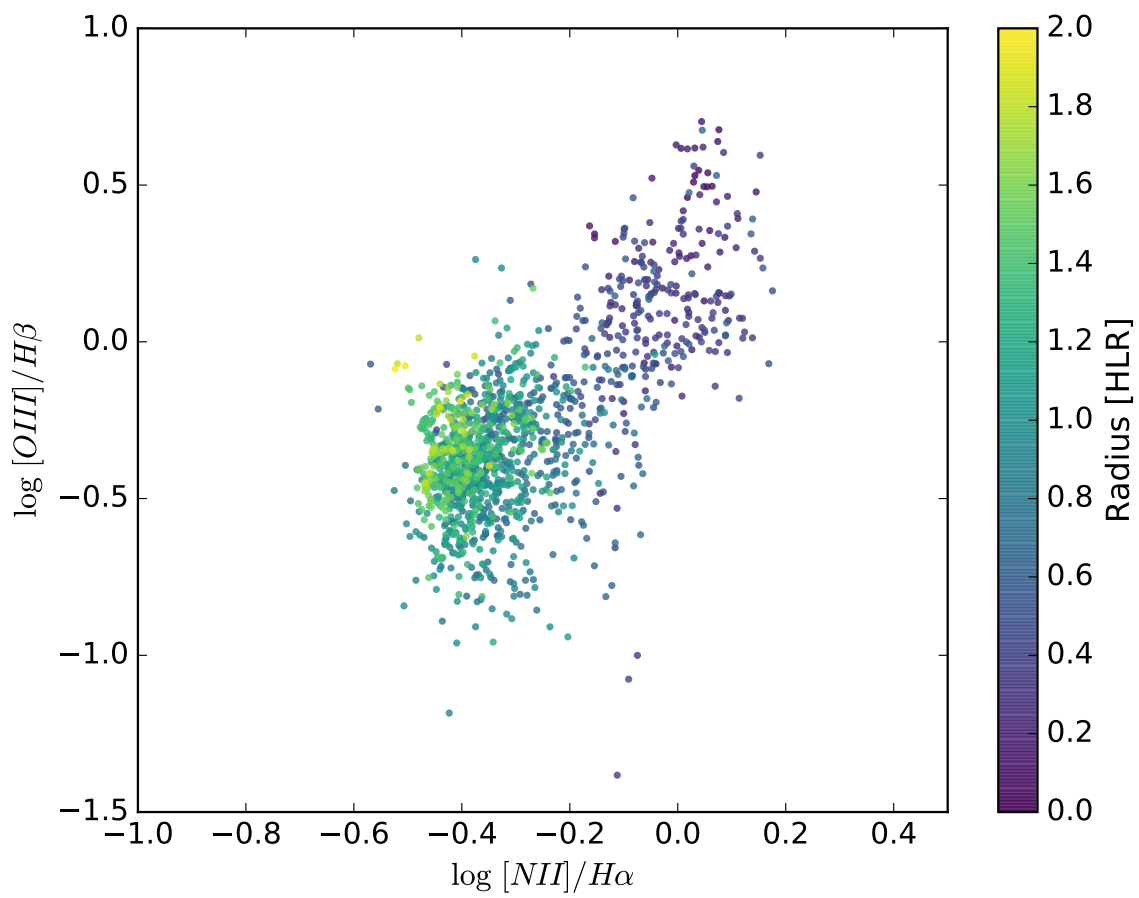
**Figura 1.1:** Calibração da abundância de oxigênio nebular para 3423 regiões HII mapeadas por Sánchez et al. (2013). Figura retirada de Marino et al. (2013)

```

1 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 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 usados e difundidos para medida de taxa de formação estelar <sup>1</sup> 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 ( $\psi$ ) (e.g., Kennicutt 1998) usando uma relação linear:

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

Portanto, nosso trabalho é encontrar  $k$ .

A quantidade total de luz  $l^2$  que recebemos de estrelas que se formaram  $t$  anos atrás é:

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

No entanto, para obter  $\Lambda$  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  $T_U \sim 14\text{Gyr}$ , 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  $H\alpha$ . Esse número não varia muito em função da temperatura e da densidade nas regiões nebulares. Por fim a luminosidade intrínica 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 radiação escapa da nuvem e, apesar de  $L(H\alpha)$  estar corrigido por extinção, também assume-se

<sup>1</sup>Daqui por diante usarei a sigla SFR - *Star Formation Rate*

<sup>2</sup> $l(t)$  pode ser qualquer função que descreve a evolução temporal de qualquer fonte raditiva genérica *por unidade de massa formada* (portanto, dependente da *Initial Mass Function - IMF*) de uma população estelar simples (*Simple Stellar Population - SSP*)

que a poeira não espalha muito os fótons com  $h\nu < 13.6\text{eV}$ . 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 ( $h\nu \geq 13.6\text{ eV}$  ou  $\lambda \leq 912\text{\AA}$ ) e assim escrever:

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

Nesta equação,  $l_\lambda$  é a luminosidade por unidade de massa formada e comprimento de onda em unidades solares [ $L_\odot/\text{\AA}M_\odot$ ] para uma SSP<sup>3</sup>. Com isso, nós ainda precisamos analisar como a integração de  $q_H$  evolui com o tempo, para então obter a SFR ( $\psi$ ). 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 metalicidades<sup>4</sup>. A mesma figura é reproduzida no painel inferior. É notável que o número de fótons H-ionizantes rapidamente converge ao máximo perto de  $t = 10\text{ Myr}$ . Para uma SFR constante dentro dessa escala temporal ( $\psi(t) \rightarrow \psi$ ) a equação (1.21) converge para

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

Substituindo (1.24) em (1.19) podemos escrever:

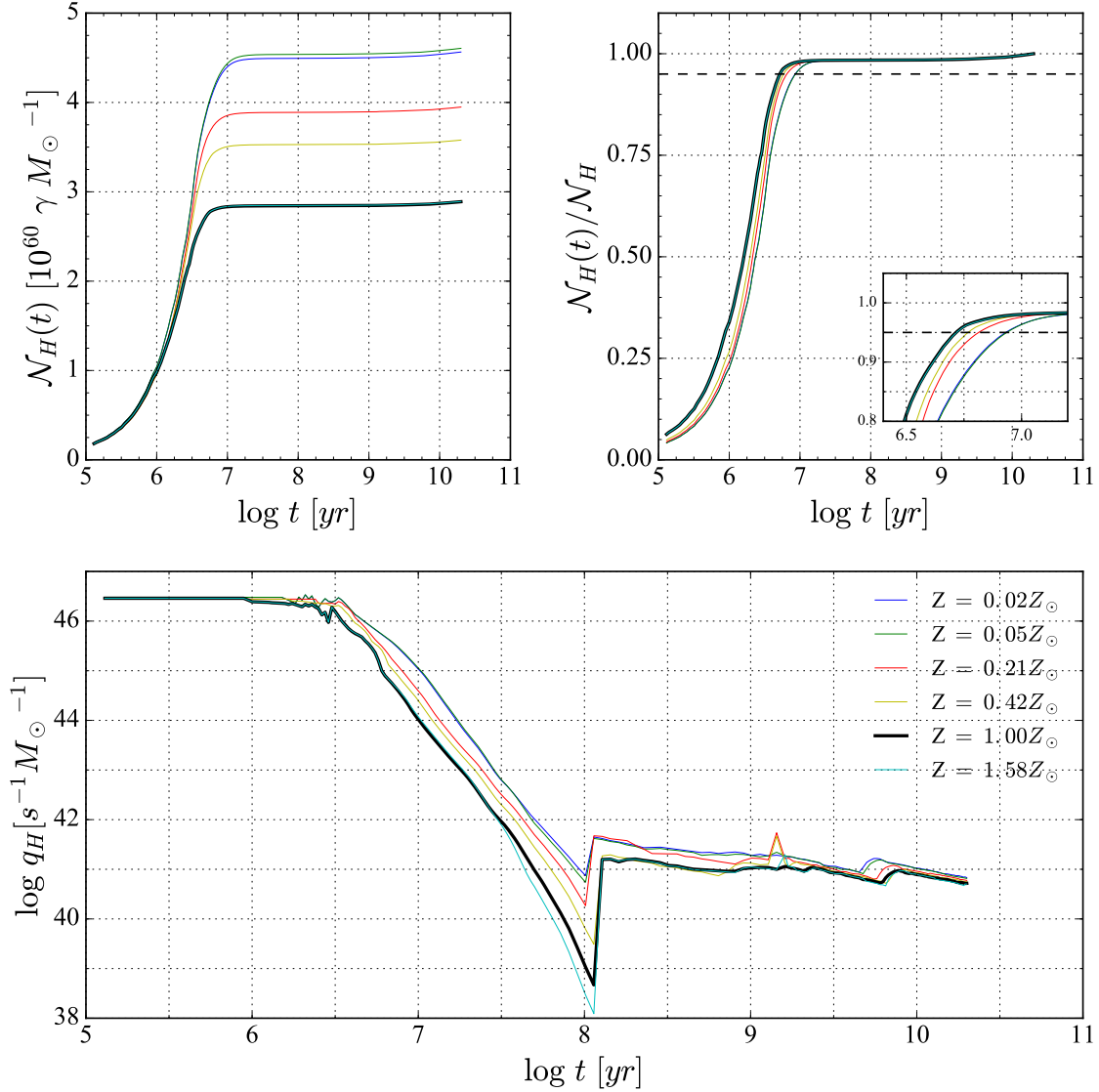
$$\psi_{H\alpha} = \frac{2.226}{N_H h\nu_{H\alpha}} \times L(H\alpha) \quad (1.25)$$

<sup>3</sup>Apesar de não escritas aqui, existem dependências com  $Z$ , função inicial de massa (*Initial Mass Function* - IMF) e isócronas em  $l_\lambda$  (portanto, também em  $q_H$  e todos os seus produtos)

<sup>4</sup>Naquele estudo, o grupo SEAGal/*STARLIGHT* usou as isócronas de Padova 1994 com a IMF de Chabrier (2003)

Este método nos dá uma SFR recente, em termos de que usamos o valor de  $N_H$  para  $t = 10$  Myr. 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.



# 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