HAL
open science

Chemical evolution and star formation history in the local universe

Natalia Vale Asari

To cite this version:

Natalia Vale Asari. Chemical evolution and star formation history in the local universe. Cosmology and Extra-Galactic Astrophysics [astro-ph.CO]. Observatoire de Paris; Universidade Federal de Santa Catarina - UFSC, 2010. Portuguese. NNT : . tel-01958543

HAL Id: tel-01958543

https://theses.hal.science/tel-01958543v1

Submitted on 18 Dec 2018

HAL is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.

2010 OBSP0165
par dérogation

OBSERVATOIRE DE PARIS
ÉCOLE DOCTORALE
ASTRONOMIE ET ASTROPHYSIQUE D'ÎLE-DE-FRANCE
Doctorat : ASTRONOMIE ET ASTROPHYSIQUE

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA CATARINA
CENTRO DE CIÊNCIAS FÍSICAS E MATEMÁTICAS
CURSO DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA
Doutorado : FÍSICA, ÁREA DE CONCENTRAÇÃO ASTROFÍSICA

Auteur : Natalia VALE ASARI

Évolution chimique et histoire de la formation stellaire dans l'Univers local

Thèse dirigée par :
Roberto CID FERNANDES JR. / Grażyna STASIŃSKA

Soutenue le 2 mars 2010

Jury :

Directeurs de thèse :	Roberto CID FERNANDES JR. (UFSC, Brésil)
	Grażyna STASIŃSKA (Observatoire de Paris, France)
Rapporteurs :	Beatriz BARBUY (USP-IAG, Brésil)
	Philipe PRUGNIEL (Observatoire de Lyon, France)
Examinateurs :	Florence DURRET (IAP, France)
	Antônio KANAAN (UFSC, Brésil)

OBSERVATOIRE DE PARIS
8678
BIBLIOTHEQUE

2010 OBSP 0165
Recue 2/08/2010

Agradecimentos

Gostaria de agradecer a várias pessoas pelo apoio direto e indireto durante o doutorado, em especial:

- Aos meus orientadores e mentores científicos, Roberto Cid Fernandes Jr. e Grażyna Stasińska;
- Aos membros da banca, que irão analisar essa tese e os artigos;
- Aos meus colaboradores William Schoenell, Jean Michel Gomes, Abílio Mateus, Laerte Sodré, Marielli Schlickmann, Juan Pablo Torres Papaqui, Luis Vega, Caroline Deggerone, Christophe Morisset e Yuri Izotov;
- Aos colegas do Grupo de Astrofísica da UFSC, do Departamento de Física da UFSC e do LUTh;
- Ao pessoal da pós-graduação da UFSC, Antônio Machado, Telma e bolsistas;
- Ao pessoal do Observatoire de Paris que me auxiliou durante o doutorado sanduíche, Ana Gomez, Danielle Michoud, Myriam Rodrigues, Stephane Thomas, Virginie Hababou, David Lépine e Jean-Yves Giot;
- À CAPES, ao CNPq, e ao projeto internacional CAPES–COFECUB pelo apoio financeiro;
- Ao Nelson Canzian, pelos bate-papos sobre podcasts de ciência;
- Ao Marco e à Mea, que compartilharam comigo as aventuras dos nossos doutorados paralelos em Astrofísica;
- Aos artistas que fazem música, cinema e literatura;
- Ao Peter Wilson, que desenvolveu a charmosa classe memoir para LaTeX;
- À minha mãe Clarissa, ao meu pai Nelson (*in memoriam*), aos meus avós Rossini e Enoi, e ao meu irmão favorito, Marcelo;
- A todos da minha família e da família do Fabricio;
- Ao Fabricio, meu companheiro de jornada.

Olhando essa longa lista de pessoas extraordinárias que tornaram esses anos alegres, possíveis e menos traumáticos, estou convencida de que tenho mais sorte do que juízo por tê-las na minha vida.

Résumé

Nous analysons les galaxies du Sloan Digital Sky Survey avec notre code de synthèse spectrale STARLIGHT. STARLIGHT trouve la combinaison des populations stellaires simples de différents âges et métallicités qui reproduit au mieux le spectre d'une galaxie. Il permet de dériver divers paramètres associés à une galaxie, comme la masse totale des étoiles, l'histoire de la formation stellaire et l'évolution chimique. À partir du spectre résiduel (en soustrayant le spectre observé du spectre modélisé), on mesure les raies d'émission, qui permet d'obtenir les propriétés du gaz dans les galaxies.

Nous étudions l'évolution de galaxies à formation stellaire. Nous constatons que les galaxies les plus massives ont formé leur étoiles et leur métaux plus rapidement. L'évolution de la métallicité des étoiles est étudié *directement*. Nous calibrons aussi le taux de formation stellaire récente obtenu par notre synthèse à l'aide de celui obtenu à partir de la luminosité de Hα.

Nous dérivons la relation masse stellaire–métallicité stellaire ($M_\star$–$Z_\star$) à des *redshifts* différents. C'était la première fois que l'évolution de la relation $M_\star$–$Z_\star$ a été calculée pour les *mêmes* galaxies. Nous avons constaté que la métallicité stellaire observée a une évolution compatible avec un modèle simple d'évolution chimique en boîte fermée.

Pour des galaxies classées comme LINERs, nous trouvons que la luminosité observée en Hα est compatible avec le nombre de photons ionisants émis par les populations stellaires vieillissantes dans ces galaxies. Ce résultat implique une profonde révision du taux d'activité nucléaire dans les galaxies de l'Univers local.

Mots clés: galaxies: évolution — galaxies: statistique — galaxies: contenu stellaire — galaxies: actives.

Résumé (version longue)

Il n'y a pas si longtemps, l'adjectif *astronomique* se rapportait uniquement à la quantité d'étoiles et de galaxies inaccessibles à l'observation astronomique. Cela a changé dans la dernière décennie, et les astronomes d'aujourd'hui sont fiers de la quantité *astronomique* d'observations disponibles. Cette révolution s'est produite grâce aux mega-relevés qui ont balayé de grandes parties du ciel pendant des mois et des mois. L'un d'eux est le Sloan Digital Sky Survey (SDSS), dont le plus d'un million de spectres de galaxies, quasars et étoiles ont fait basculer l'astronomie dans une ère nouvelle.

Notre programme de synthèse spectrale semi-empirique de populations stellaires STARLIGHT est un des fruits de cette nouvelle ère de l'astronomie. STARLIGHT trouve la combinaison des populations stellaires simples (SSPs) de différents âges et métallicités qui reproduit au mieux le spectre d'une galaxie. Il permet aussi de dériver divers paramètres associés à une galaxie, comme la masse totale des étoiles, l'histoire de la formation stellaire et l'évolution chimique. Tout cela est fait dans une manière automatisée, appropriée à analyser des échantillons énormes comme le SDSS.

De plus, à partir du spectre résiduel purement nébulaire (en soustrayant le spectre observé du spectre modélisé), on mesure les raies d'émission. Ceci permet d'obtenir les propriétés du gaz dans les galaxies, comme la composition chimique et le rougissement. Les raies d'émission fournissent également d'importantes informations sur les sources d'ionisation dans une galaxie, à partir de diagrammes basés sur des rapports de raies. Par exemple, dans le diagramme [N II]/Hα vs. [O III]/Hβ, les galaxies sont distribuées en deux "ailes de mouette" sur le diagramme : celles dont le gaz est ionisé par une source de photons durs, par exemple les noyaux actifs (AGNs), résident dans l'aile droite, celles dont le gaz est ionisé par des étoiles jeunes se trouvent dans l'aile gauche.

Dans cette thèse, je présente quelques études de galaxies du SDSS qui élargissent le panorama de l'évolution des galaxies dans l'Univers local. Le Chapitre 1 est une courte introduction à l'évolution des galaxies et présente le contexte scientifique de cette thèse. Le Chapitre 2 présente les données du SDSS que nous utilisons, notre algorithme de synthèse de populations stellaires STARLIGHT, ainsi que notre code de détection de raies d'émission.

Dans le Chapitre 3 nous obtenons l'histoire de formation stellaire et l'évolution chimique pour un échantillon de plus de 80000 galaxies à formation stellaire (SF) dans le SDSS. Nous étudions ces galaxies en fonction de leur position sur le diagramme [N II]/Hα vs. [O III]/Hβ en les groupant en bins de métallicité nébulaire ($Z_{\rm neb}$). Nous les étudions également dans des bins de masse stellaire. Nous constatons que les galaxies les plus riches en métaux (et les plus massives) ont formé leur étoiles et leur métaux plus rapidement. Les galaxies de plus basse métallicité (et moins massives) sont plus lentes dans la formation des étoiles et la production de métaux. C'était la première fois que l'évolution de la metallicité des étoiles a été étudié *directement*.

Le Chapitre 4 explore plus en détail les propriétés des galaxies SF du SDSS. Nous trouvons une corrélation entre $Z_{\rm neb}$ et divers paramètres physiques et observationnels, comme la masse stellaire, l'âge et métallicité moyenne stellaire, la luminosité et la quantité de poussière. Nous calibrons le taux de formation stellaire récente obtenu par notre synthèse à l'aide de celui obtenu à partir de la luminosité de Hα. Cette calibration peut être utilisée pour étudier les galaxies hôtes de AGNs, où la luminosité de Hα ne peut pas être utilisée comme indicateur de formation stellaire. Nous approfondissons également l'étude des histoires de formation d'étoiles de ces galaxies, des distributions de ces histoires et des effets de sélection, en regardant en détail la distribution des histoires de formation stellaire à l'intérieur d'un bin en métallicité, et étudions les causes de biais possibles.

Le Chapitre 5 traite de l'évolution de la relation masse stellaire–métallicité stellaire ($M_\star$–$Z_\star$) au cours du temps. À partir de l'évolution de la masse stellaire et de la métallicité obtenue par STARLIGHT, nous dérivons la relation $M_\star$–$Z_\star$ à des *redshifts* différents. C'était la première fois que l'évolution de la relation $M_\star$–$Z_\star$ a été calculée pour les *mêmes* galaxies. Nous trouvons que la relation $M_\star$–$Z_\star$ est plus inclinée et s'étend à masses et métallicités plus faibles lorsque l'on remonte dans le temps. Nous avons présenté un modèle simple d'évolution chimique en boîte fermée et constaté que la métallicité stellaire observée a une évolution compatible avec ce modèle. Cela signifie que la relation $M_\star$–$Z_\star$ pour les galaxies de masse supérieure à $\sim 10^{10}$ M$_\odot$ peut

être expliquée, en première approximation, uniquement par des différences d'histoires de formation stellaire, sans qu'il soit nécessaire d'invoquer des vents.

Le Chapitre 6 se concentre sur les LINERS, galaxies classées comme hôtes de AGN, mais qui pourraient en fait être ionisées par une population stellaire vieillissante. Pour certaines galaxies classées comme LINERs dans le SDSS, nous calculons que la luminosité observée en Hα est compatible avec le nombre de photons ionisants émis par les populations stellaires d'âge supérieur à $10^{7.5}$ ans dans ces galaxies. En outre, les modèles de photoionisation utilisant le champ de rayonnement obtenu pour des populations stellaires vieillissantes couvrent presque complètement les diagrammes de diagnostic tels que [N II]/Hα vs. [O III]/Hβ, ce qui signifie que les rapports des raies d'émission observés dans ces galaxies classées comme LINERs sont également compatibles avec l'ionisation par des populations stellaires vieillissantes. La forme de "mouette" du diagramme [N II]/Hα vs. [O III]/Hβ est le résultat d'un effet de sélection. Ce résultat implique une profonde révision du taux d'activité nucléaire dans les galaxies de l'Univers local.

Le Chapitre 7 résume les principaux résultats de cette thèse et propose des directions futures. Nous avons présenté de nouvelles méthodes pour étudier l'évolution des galaxies en utilisant les propriétés obtenues par la synthèse spectrale de populations stellaires. Nos méthodes ouvrent la porte, entre autres, à des études plus approfondies sur les relations entre les AGNs et la formation stellaire.

Chemical evolution and star formation history in the local Universe

Abstract

We analyse galaxies from the Sloan Digital Sky Survey with our spectral synthesis code STARLIGHT. STARLIGHT finds the combination of simple stellar populations of different ages and metallicities that best fits a galaxy spectrum. This allows us to derive several galaxy properties, such as mass in stars, star formation history and chemical evolution. From the residual spectrum (obtained by subtracting the modelled from the observed spectrum), we measure emission lines, from which we obtain properties of the gas inside galaxies.

We study the evolution of star-forming galaxies. We find that the more massive galaxies have formed stars faster and enriched their gas more quickly. The evolution of stellar metallicity is *directly* studied. We calibrate the current star-formation rate derived from the synthesis with the one from Hα luminosity.

We derive the stellar mass–stellar metallicity relation ($M_\star$–$Z_\star$) for different redshifts. This was the first time the evolution of $M_\star$–$Z_\star$ relation was derived for the *same set* of galaxies. We find that the metallicity evolution is compatible with that expected from a simple closed box chemical evolution model.

For galaxies classified as LINERs, we show that their observed Hα luminosity is compatible with the number of ionizing photons emitted by old stellar populations. This result implies a deep review of the rate of nuclear activity in galaxies in the local Universe.

Key words: galaxies: evolution — galaxies: statistics — galaxies: stellar content — galaxies: active.

Abstract (long version)

Not long ago the adjective *astronomical* solely described the many stars and galaxies in the sky still to be observed. This has changed in the last decade, and now astronomers take pride in the *astronomical* amount of publicly available observations. This revolution happened thanks to huge surveys which scanned large parts of the sky for months and months. One such mega-survey is the Sloan Digital Sky Survey (SDSS), whose over one million galaxy, quasar and star spectra have driven astronomy to a new era.

Our semi-empirical stellar population spectral synthesis code STARLIGHT is in line with this new era in astronomy. STARLIGHT finds the combination of simple stellar populations (SSPs) of different ages and metallicities that best fits a galaxy spectrum. This allows us to derive several galaxy properties, such as the mass in stars, the star formation history and the chemical evolution. All this is done in a highly automated fashion, suitable to analyse huge samples like those coming from the SDSS.

Furthermore, from the pure nebular residual spectrum (obtained by subtracting the modelled from the observed spectrum), we measure emission lines. We then obtain several gas properties, such as chemical abundances and nebular extinction. Emission lines also provide important information on the ionization sources in a galaxy through line-ratio diagnostic diagrams. For instance, galaxies form two "seagull wings" on the [N II]/Hα vs. [O III]/Hβ diagram: Galaxies whose gas is ionized by a harder source, such as active galactic nuclei (AGNs), live on the right wing; those whose gas is ionized by young stars are found on the left wing.

This thesis encompasses some studies on SDSS galaxies which put constrains on the evolution of galaxies in the local Universe. Chapter 1 is a short introduction to the evolution of galaxies and the scientific context of this thesis. Chapter 2 reviews the SDSS data, our stellar population synthesis algorithm STARLIGHT, and our emission-line detection code.

In Chapter 3 we obtain the star formation history and chemical evolution for a sample of over 80000 star-forming (SF) SDSS galaxies. We study these galaxies according to their position on the [N II]/Hα vs. [O III]/Hβ diagram by grouping them into nebular metallicity ($Z_{\rm neb}$) bins. We also study them in stellar mass bins. We find that the more metal-rich (and more massive) galaxies have formed stars faster and enriched their gas more quickly. On the other hand, the less metal-rich (and less massive) ones are slower in forming stars and in polluting their gas with metals. This was the first time the evolution of stellar metallicity was *directly* studied.

Chapter 4 explores the properties of SF galaxies. We show how $Z_{\rm neb}$ correlates with some physical and observational properties, such as stellar mass, mean stellar age, mass-weighted stellar metallicity, brightness and dust content. We calibrate the current star-formation rate derived from the synthesis with the one from Hα luminosity. This calibration can be applied in future studies of AGN hosts, for which Hα cannot be used as a star formation indicator. We also study more deeply their star formation histories, distributions of histories and possible bias and selection effects.

Chapter 5 deals with the evolution of the stellar mass–stellar metallicity relation ($M_\star$–$Z_\star$) with look-back time. From the stellar mass and metallicity histories of SDSS galaxies recovered with STARLIGHT, we derive $M_\star$–$Z_\star$ for different redshifts. This was the first time the evolution of $M_\star$–$Z_\star$ relation was derived for the *same set* of galaxies. We find that $M_\star$–$Z_\star$ steepens and spans to lower mass and metallicities with look-back time. We find that the metallicity evolution is compatible with that expected from a simple closed box model. This means that, as a first approximation, the $M_\star$–$Z_\star$ relation for galaxies with stellar mass greater than $\sim 10^{10}$ M$_\odot$ may be explained by variations in their star formation histories, and not by inflows or outflows of gas.

Chapter 6 focuses on LINERs, galaxies classified as AGN hosts, but which could in fact be ionized by hot old stars. For a fraction of the galaxies classified as LINERs in the SDSS, we show that their observed Hα luminosity is compatible with the number of ionizing photons emitted by SSPs older than $10^{7.5}$ yr in those galaxies. In addition, photoionization models using the ionization field obtained for old stellar populations almost completely cover diagnostic diagrams, such as the [N II]/Hα vs. [O III]/Hβ, which means that emission-line ratios are also compatible with ionization

by old stellar populations. The "seagull" shape of the [N II]/Hα vs. [O III]/Hβ diagram is due to selection effects. This result implies a deep review of the rate of nuclear activity in galaxies in the local Universe.

Chapter 7 summarises our main results and proposes some future studies. This thesis presents new methods to study the evolution of galaxies by using properties recovered from stellar population spectral synthesis. These methods open the path, among others, to more detailed studies about the connection between AGN and star formation.

Evolução química e história de formação estelar no Universo local

Resumo

Analisamos as galáxias do Sloan Digital Sky Survey com o nosso código de síntese espectral STARLIGHT. O STARLIGHT acha a combinação de populações estelares simples de diferentes idades e metalicidades que melhor modela o espectro de uma galáxia. Ele permite derivar vários parâmetros associados a uma galáxia, como a massa em estrelas, a história de formação estelar e a evolução química. A partir do espectro residual puramente nebular (subtraindo do espectro observado o modelado), medimos as linhas de emissão, das quais derivamos propriedades do gás dentro das galáxias.

Estudamos a evolução das galáxias com formação estelar. Constatamos que as galáxias de maior massa formaram suas estrelas e seus metais mais rapidamente. A evolução da metalicidade das estrelas é estudada *diretamente*. Calibramos também a taxa de formação estelar atual medida pela síntese com a medida pela luminosidade de Hα.

Derivamos a relação massa estelar–metalicidade estelar ($M_\star$–$Z_\star$) em diferentes *redshifts*. Esta é a primeira vez que a relação $M_\star$–$Z_\star$ é calculada para o *mesmo conjunto* de galáxias. Observamos que a metalicidade estelar observada tem uma evolução compatível com um modelo simples de evolução química de caixa fechada.

Para as galáxias classificadas como LINERs, encontramos que a luminosidade observada em Hα é compatível com o número de fótons ionizantes emitidos pelas populações estelares velhas dessas galáxias. Este resultado implica em uma profunda revisão da taxa de atividade nuclear nas galáxias do Universo local.

Palavras-chave: galáxias: evolução — galáxias: estatística — galáxias: conteúdo estelar — galáxias: ativas.

Resumo (versão longa)

Até pouco tempo o termo *quantidade astronômica* restringia-se a descrever a enormidade de estrelas e galáxias no céu inacessíveis à observação astronômica. O cenário mudou na última década, e os astrônomos hoje gabam-se da *quantidade astronômica* de observações disponíveis. Essa revolução aconteceu graças aos grandes levantamentos de dados, que varreram pedaços do céu durante meses e meses. Um desses megaprojetos foi o Sloan Digital Sky Survey (SDSS), cujos mais de um milhão de espectros de galáxias, quasares e estrelas empurraram os métodos de estudos astronômicos para uma nova era.

O nosso programa de síntese espectral semi-empírica de populações estelares STARLIGHT é fruto dessa nova era da astronomia. O STARLIGHT acha a combinação de populações estelares simples (SSPs) de diferentes idades e metalicidades que melhor modela o espectro de uma galáxia. A partir desse modelo, derivamos

vários parâmetros associados a uma galáxia, como a massa em estrelas, a história de formação estelar e a evolução química. Tudo isso é feito de forma automática, apropriada para analisar amostras enormes como a do SDSS.

Além disso, a partir do espectro residual puramente nebular (subtraindo do espectro observado o modelado com o STARLIGHT), medimos as linhas de emissão. Com isso, obtemos parâmetros associados ao gás de uma galáxia, tais como abundâncias químicas e avermelhamento. As linhas de emissão também fornecem informações importantes sobre as fontes de ionização em uma galáxia a partir de diagramas de diagnóstico de razões de linhas. No diagrama [N II]/Hα vs. [O III]/Hβ, por exemplo, as galáxias se distribuem em duas "asas": aquelas cujo gás é ionizado por uma fonte mais dura, como núcleos ativos (AGNs), residem na asa direita, e aquelas cujo gás é ionizado por estrelas jovens, na asa esquerda.

Nesta tese, apresento alguns estudos sobre galáxias do SDSS que ampliam o panorama sobre evolução de galáxias no Universo local. O Capítulo 1 é uma pequena introdução sobre evolução de galáxias e ao contexto científico dessa tese. O Capítulo 2 revisa os dados do SDSS que utilizamos nesses estudos e os nossos algoritmos de síntese de populações estelares STARLIGHT e de medida de linhas de emissão.

No Capítulo 3 obtemos a história de formação estelar e a evolução química para uma amostra de mais de 80000 galáxias com formação estelar (SF) do SDSS. Dividimos as galáxias em faixas de acordo com a posição no diagrama [N II]/Hα vs. [O III]/Hβ, que é um indicador a metalicidade nebular ($Z_{\rm neb}$), e também em faixas de massa estelar. Verificamos que as galáxias de maior metalicidade nebular (e de maior massa estelar) formaram suas estrelas mais rápido e poluíram seu gás com metais mais rapidamente. As galáxias de menor metalicidade (e de menor massa) são mais lentas na formação de estrelas e na produção de metais. Esta foi a primeira vez em que a evolução da metalicidade estelar foi estuda *diretamente*.

O Capítulo 4 traz uma visão mais detalhada das galáxias SF do SDSS. Verificamos a correlação entre $Z_{\rm neb}$ e vários parâmetros físicos e observacionais, como a massa estelar, a idade e metalicidade estelar média, o brilho da galáxia e a quantidade de poeira. Calibramos também a taxa de formação estelar atual medida pela síntese com a medida pela luminosidade de Hα. Essa calibração pode ser usada em estudos futuros sobre galáxias hospedeiras de AGNs, nas quais Hα não pode ser usada como indicador de formação estelar. Também aprofundamos o estudo das histórias de formação estelar dessas galáxias, olhando com mais detalhes a distribuição de histórias para galáxias dentre de um grupo de $Z_{\rm neb}$, e estudamos possíveis causas de vieses.

O Capítulo 5 trata da evolução da relação entre massa estelar e metalicidade estelar ($M_\star$–$Z_\star$) ao longo do tempo. A partir das histórias de massa e metalicidade estelar das galáxias do SDSS, derivamos a relação $M_\star$–$Z_\star$ para diferentes *redshifts*. Esta foi a primeira vez em que a evolução da relação $M_\star$–$Z_\star$ foi derivada para o *mesmo conjunto* de galáxias. Verificamos que $M_\star$–$Z_\star$ fica mais inclinada e cobre valores menores de massa e metalicidade à medida em que voltamos no tempo. Testamos um modelo simples de caixa fechada e verificamos que a metalicidade estelar tem uma evolução consistente com esse modelo. Isso significa que a relação $M_\star$–$Z_\star$ para galáxias de massa maior do que $\sim 10^{10}$ M$_\odot$ pode ser explicada em primeira aproximação somente pela diferença em histórias de formação estelar, sem que seja necessário levar

em conta ventos.

No Capítulo 6, chamamos a atenção para as LINERs, galáxias classificadas como hospedeiras de AGNs, mas que na verdade podem ser ionizadas por estrelas velhas. Para algumas galáxias classificadas como LINERs no SDSS, calculamos que a luminosidade de Hα observada é compatível com o número de fótons ionizantes emitidos pelas SSPs de idade maior do que $10^{7.5}$ anos dessas galáxias. Além disso, modelos de fotionização utilizando o campo de radiação obtido para populações estelares velhas cobrem quase completamente alguns diagramas de diagnóstico, como o [N II]/Hα vs. [O III]/Hβ, confirmando que também as razões de linhas são compatíveis com o cenário de ionização por estrelas velhas. Argumentamos como a forma da gaivota do diagrama [N II]/Hα vs. [O III]/Hβ é resultado de efeitos de seleção. Isso implica uma profunda revisão da taxa de atividade nuclear nas galáxias do Universo local.

O Capítulo 7 sintetiza os principais resultados e propõe alguns trabalhos a serem seguidos no futuro. Apresentamos nessa tese novos métodos para estudar a evolução de galáxias a partir da síntese de populações estelares. Nossos métodos abrem portas, dentre outros, a estudos mais a fundo sobre a as relações entre os AGNs e formação estelar.

Sumário

Agradecimentos **3**

Résumé **4**

Abstract **7**

Resumo **10**

Sumário **13**

Lista de Figuras **15**

1 Introdução **17**
1.1 Evolução de galáxias 17
1.1.1 Um resumo do cenário atual 17
1.1.2 A astrofísica a partir da 'máquina do tempo' 18
1.1.3 A astrofísica a partir de 'registros fósseis' 19
1.1.4 Os primeiros modelos modernos de evolução de galáxias 19
1.1.5 Paleontologia de galáxias: do ceticismo à euforia 21
1.1.6 A memória de elefante de milhões de galáxias 21
1.2 Organização deste trabalho 26

2 Análise de dados **27**
2.1 Dados 27
2.2 Síntese espectral de populações estelares 27
2.3 Linhas de emissão 28

3 O crescimento da massa e da metalicidade estelar das galáxias com formação estelar **33**
3.1 Amostra de galáxias com formação estelar 33
3.2 Definição das faixas em metalicidade e massa 33
3.3 Derivando histórias de formação e evolução química 34
3.4 Resultados 36

4 A história das galáxias com formação estelar **39**
4.1 Análise de dados 39
4.2 A metalicidade nebular 41

4.3 Caracterização da amostra 42
4.4 Taxas de formação estelar em função do tempo 43
4.5 Taxa de formação estelar atual 44
4.6 Efeitos de seleção e incertezas do modelo 45
4.7 Sumário 47

5 A evolução da relação massa–metalicidade 49
5.1 Análise de dados 49
5.2 A evolução da relação $M_\star$–$Z_\star$ 49
5.3 Modelo simples para a evolução química 50
5.4 Sumário 52

6 As LINERs ionizadas por estrelas 53
6.1 Análise de dados 53
6.2 A fonte de ionização em galáxias aposentadas 54
6.2.1 Número de fótons ionizantes 56
6.2.2 Modelos de fotoionização 56
6.2.3 Incertezas 57
6.3 A asa direita da gaivota explicada 58
6.4 Sumário 58

7 Conclusões e Perspectivas 59
7.1 Sumário 59
7.2 Trabalhos em curso e futuros 60

A Artigo: Uncovering the chemical enrichment and mass-assembly histories of star-forming galaxies 75

B Artigo: The history of star-forming in the Sloan Digital Sky Survey 81

C Artigo: The evolution of the mass-metallicity relation in SDSS galaxies uncovered by astropaleontology 99

D Artigo: Can retired galaxies mimic active galaxies? Clues from the Sloan Digital Sky Survey 105

E Lista de artigos 111

Referências Bibliográficas 113

Lista de Figuras

1.1 Cobertura do céu do SDSS. 22
1.2 Evidência de *downsizing* cósmico. 24
1.3 Histórias de formação estelar no diagrama BPT. 25
1.4 Evolução da relação M–Z com o *redshift*. 26

2.1 Exemplos de ajustes com o STARLIGHT. 29
2.2 Espectros das populações estelares de BC03. 30
2.3 Exemplos de medidas de linhas de emissão. 31

3.1 Histórias da massa e metalicidade para galáxias SF. 35

4.1 Resíduo ao redor de Hβ. 40
4.2 Testes com extinção diferencial. 46

5.1 Relação $M_\star$–$Z_\star$ para diferentes *redshifts*. 50

6.1 Evolução de $Q_{\rm H\,I}$ e $Q_{\rm He\,I}$para uma população estelar simples. 54
6.2 Variação de $L(H\alpha)_{\rm exp}/L(H\alpha)_{\rm obs}$ para a sequência de LINERs. 55
6.3 Comparação do $Q_{\rm H\,I}$ para SSPs de BC03 e PEGASE. 57

7.1 Exemplo de contínuo nebular. 62
7.2 Detecção da linha [N II]λ5755. 63
7.3 Resultados preliminares da calibração de abundâncias a partir de linhas de emissão fortes. 64
7.4 Propriedades das Seyferts e LINERs. 65
7.5 Variação da extinção estelar ao longo da relação massa–metalicidade. . . 66
7.6 Variação da extinção nebular ao longo da relação massa–metalicidade. . . 67
7.7 Variação da inclinação ao longo da relação massa–metalicidade. 68
7.8 Variação da dispersão de velocidades nebular ao longo da relação massa–metalicidade. 69
7.9 Variação da velocidade de escape ao longo da relação massa–metalicidade. 70
7.10 Variação do raio da galáxia ao longo da relação massa–metalicidade. . . . 71
7.11 Variação da história de formação estelar ao longo da relação massa–metalicidade. 72
7.12 Variação da história de enriquecimento químico ao longo da relação massa–metalicidade. 73

Capítulo 1

Introdução

As galáxias, como os elefantes, têm boa memória.[1]

Binney & May (1986)

1.1 Evolução de galáxias

1.1.1 Um resumo do cenário atual

Há menos de um século, ninguém sabia se existiam outras galáxias além da Via Láctea. Considerando o curtíssimo tempo que tiveram para montar o quebra-cabeça, os astrônomos hoje já tem um desenho coerente, ainda que incompleto, dos bilhões de anos de evolução das galáxias no Universo.

O Universo surgiu há cerca de 14 bilhões de anos com o Big Bang. Uma consequência desse início intenso é que o espaço continua se expandindo até hoje. Por isso, as galáxias estão se afastando umas das outras, salvo quando estão muito próximas e a força gravitacional vence a expansão do espaço.

Quando o Universo era jovem e os primeiros átomos de hidrogênio e hélio se formaram, logo surgiram as primeiras estrelas. Mais adiante, formaram-se as primeiras galáxias. As maiores galáxias de hoje tiveram uma juventude conturbada: formaram muitas estrelas muito rapidamente. Essas estrelas produziram elementos mais pesados que H e He (referidos em Astronomia como metais, em contraste com a definição usual de metais em Física ou Química) e logo morreram. A perda de matéria e a explosão em supernova dessas estrelas poluiu rapidamente o gás nessas galáxias. Consequentemente, as gerações seguintes de estrelas, que se formaram a partir gás reciclado, nasceram ricas em metais. As galáxias menores tiveram um passado mais tranquilo, formando estrelas e produzindo metais bem mais lentamente. Naquela época, existiam ainda muitas galáxias que hospedavam quasares, buracos negros que engolem matéria a taxas extravagantes.

Hoje, no Universo com 14 bilhões de anos, o cenário se inverteu. As galáxias de maior massa, mais vermelhas, mais bojudas, e cujo gás é mais enriquecido em metais formam menos estrelas por unidade de massa. As galáxias de menor massa, mais azuis, de meio interestelar mais pobre, e com discos maiores são as que têm maior atividade de formação estelar. Essa diferença na história de formação de estrelas

[1] No original: *"Galaxies, like elephants, have long memories"*.

das galáxias de diferentes massas é o que se chama de *downsizing*, aludindo ao fato de que hoje as galáxias menores são mais eficazes em formar estrelas e de que no passado os papéis estavam invertidos. Há também galáxias que quase não têm mais gás disponível e pararam de formar estrelas. E, dentre as galáxias que ainda formam estrelas e as que já se aposentaram, existem aquelas que possuem um buraco negro ativo menos conspícuo do que um quasar. De acordo com a ionização do gás produzida pela atividade central, elas são classificadas como Seyferts ou LINERs.

A história de como a astronomia chegou a esse cenário é um pouco tortuosa.

1.1.2 A astrofísica a partir da 'máquina do tempo'

Dada a visão geral, como o quebra-cabeças foi se montando? Em 1920, ocorreu o famoso grande debate entre Shapley e Curtis, cada qual apresentando os dois pontos de vista divergentes da comunidade científica da época sobre as "nebulosas espirais". Alguns apresentavam evidências de que essas nebulosas estavam dentro da Via Láctea; outras evidências favoreciam a interpretação de que elas eram "universos-ilhas", ou galáxias como a nossa. Trimble (1995) faz uma ótima recapitulação desse debate.

A questão só foi resolvida quando Hubble (1925) mediu as distâncias a duas "nebulosas espirais", M31 e M33, calibrando-as com a relação período–luminosidade de estrelas Cefeidas. Ele mostrou que elas estavam muito mais longe do que qualquer medida do tamanho da Via Láctea. Eis o nascimento da astronomia extragalática.

De novo Hubble, aproveitando-se de um dos melhores telescópios na época, o 100-polegadas do Mt. Wilson, obteve espectros para algumas dezenas de galáxias (Hubble 1929). De novo ele mediu a distância até elas usando as Cefeidas. A novidade é que ele mediu também a velocidade dessas galáxias na linha de visada, e chegou à conclusão que a maioria das galáxias está se afastando da nossa. Além disso, ele encontrou uma forte correlação entre a velocidade e a distância: as galáxias mais distantes se afastam mais rapidamente. A explicação mais simples para essa observação é de que *todas* as galáxias estão se afastando de *todas* as outras. No passado, portanto, tudo no Universo deveria estar muito próximo; e, em algum momento bem no passado, talvez toda a matéria devesse estar muito concentrada em um espaço muito pequeno. Essa observação, portanto, está de acordo com a teoria do Big Bang, que na época ainda era uma especulação considerada por pouquíssimos cientistas.

Nas décadas subsequentes, o Big Bang foi ganhando mais atenção. Normalmente associa-se a sua aceitação como paradigma cosmológico a partir da medida da radiação cósmica de fundo por Penzias & Wilson (1965, ver também Dicke et al. 1965). Para os astrônomos, o fato do Universo ter uma idade finita, estar em expansão e de a velocidade da luz ter um limite máximo cria uma "máquina do tempo". Ao observar galáxias mais velozes (o que é fácil de medir a partir do deslocamento para o vermelho, ou o *redshift* do seu espectro), estamos olhando para galáxias mais distantes. Como são mais distantes e a velocidade da luz é limitada, vemos essas galáxias como elas eram no passado. Ou seja, quanto mais profundamente observamos o céu, mais galáxias do Universo jovem detectamos. Ou seja, podemos ver a evolução das galáxias observando-as em diferentes *redshifts*.

Mas a astronomia possui mais de uma maneira de estudar o passado.

1.1.3 A astrofísica a partir de 'registros fósseis'

Não precisamos olhar mais e mais longe para estudar o passado das galáxias. As várias gerações de estrelas carregam em si marcas da evolução da sua galáxia. Precisamos, então, escutar e entender as estrelas.

Nas décadas de 1930, 40 e 50, vários esforços foram direcionados para explicar onde são produzidos os elementos químicos. Alguns afirmavam que todos eles eram produzidos no Big Bang; outros, que os elementos mais pesados que hidrogênio e hélio eram produzidos por reações nucleares dentro das estrelas. O artigo de Burbidge et al. (1957) é considerado o divisor de águas, apesar de Atkinson (1931) ter sido pioneiro nesse assunto. Esses trabalhos apresentam os processos de fusão nuclear que podem dar origem a quase todos os elementos químicos dentro de estrelas. Desses cálculos, é possível prever a mudança na composição química no Universo. Se todos os elementos houvessem sido produzidos no Big Bang, a abundância dos elementos químicos seria constante. A constatação de que as estrelas são o berçário dos elementos químicos abriu as portas para estudar a estrutura e a evolução das estrelas do ponto de vista físico: quanto tempo a energia das reações nucleares sustentam cada tipo de estrela, qual o efeito da constituição inicial, como elas perdem massa ao longo da vida e qual o seu destino quando acaba seu combustível.

Ao mesmo tempo, esforços também foram dirigidos para estudar galáxias em função das estrelas que as constituem. Antes mesmo de haver bons modelos para a evolução estelar, Whipple (1935) calculou um espectro sintético de uma galáxia somando estrelas de diferentes tipos espectrais. Baade (1944) propôs que galáxias deveriam ser constituídas por *populações estelares* parecidas com as de aglomerados. Como a evolução de estrelas ainda era incerta, esses estudos acabaram não rendendo muitos frutos. A ideia, no entanto, era muito boa: estudar as galáxias a partir das suas estrelas. As estrelas maiores de uma geração morrem cedo, enquanto as estrelas menores sobrevivem para contar como era o ambiente na galáxia na época no seu nascimento. Portanto, uma população estelar velha já viu todas as suas estrelas azuis de alta massa morrerem, e, portanto, tem um espectro muito diferente de uma população jovem. Dessa forma, no espectro integrado das galáxias está impresso o *registro fóssil* das idades e metalicidades das populações estelares que ali nasceram.

Todas as informações estavam lá, mas demoraram um pouco para serem organizadas.

1.1.4 Os primeiros modelos modernos de evolução de galáxias

Tanto o estudo da evolução de galáxias pela máquina do tempo (observando galáxias em estágios de evoluções diferentes em diferentes *redshifts*) quanto pelos registros fósseis (decompondo o espectro de galáxias em populações estelares de diferentes idades) não iriam muito longe se não houvesse modelos teóricos coerentes para a evolução de galáxias. O trabalho seminal Tinsley (1968) foi um dos primeiros a sistematizar a construção de modelos evolutivos de galáxias, obtendo parâmetros sintéticos observáveis como cores, conteúdo do gás e abundância química de galáxias. Tinsley assumiu que apenas a distribuição de idades das estrelas variava, fixando a idade es-

telar máxima, composição química inicial e função inicial de massa (IMF) para todas as galáxias.

Os dois resultados dessa primeira aplicação de síntese evolutiva foram fundamentais para o futuro dos estudos de galáxias. Primeiro, Tinsley mostrou que a sequência morfológica de Hubble, que organiza as galáxias das mais elípticas às mais espirais, não é uma sequência evolutiva. Todas as galáxias formaram-se mais ou menos à mesma época, $\sim 10^{10}$ anos atrás. A diferença entre as galáxias de diferentes tipos morfológicos está apenas na proporção de populações estelares velhas e jovens em cada uma. Segundo, ela mostrou que as cores das galáxias (o seu foco eram as elípticas, nesse caso) evolui significativamente com o tempo e, portanto, com o *redshift*. Ou seja, a evolução de galáxias é um fenômeno observável no Universo. E, ainda, populações diferentes de galáxias vivem em *redshifts* diferentes; estudos cosmológicos que comparam propriedades de galáxias aqui e lá devem levar em conta essa evolução *intrínseca* antes, para evitar vieses nas suas conclusões.

Enquanto Tinsley e outros trabalhavam em um modelo de síntese *evolutiva*, outros astrônomos continuaram experimentando com uma descrição *empírica*. Morgan (1956) e Wood (1966), dentre outros, começaram a desenvolver técnicas para modelar aglomerados e galáxias a partir da soma de estrelas observadas. Afinal, nada melhor para modelar a natureza do que ela própria. O problema que essas técnicas enfrentavam, contudo, era a falta de diversidade de estrelas observáveis na nossa galáxia necessárias para explicar outras galáxias.

A partir de então, a evolução de galáxias começou a ser mais seriamente estudada. Vários estudos previam ou encontravam correlações entre parâmetros observáveis e físicos. Lequeux et al. (1979), por exemplo, observaram a relação entre a massa em estrelas e a metalicidade do meio interestelar em galáxias, como previsto teoricamente por outros autores (ver referências em Lequeux et al. 1979).

A forma da relação luminosidade ou massa–metalicidade (M–Z) ainda é objeto de controvérsia até hoje. Se a simples correlação pode ser prevista pela evolução química considerando a galáxia uma caixa fechada, a forma exata da relação M–Z pode ser influenciada pela entrada ou a saída de gás ou por outros fenômenos físicos.

Outros fenômenos foram descobertos para elucidar a evolução de galáxias, como o cenário de *downsizing* (por exemplo Broadhurst, Ellis, & Shanks 1988; Cowie et al. 1996; Heavens et al. 2004; Cid Fernandes et al. 2005). As galáxias de maior luminosidade tiveram a maior parte da sua formação estelar há muito tempo; atualmente a formação estelar do Universo acontece principalmente em galáxias menos luminosas. Dada a correlação entre a luminosidade, a massa e a metalicidade nebular das galáxias, o cenário de *downsizing* pode ser descrito em termos dessas outras variáveis físicas.

A causa do cenário de *downsizing* é incerta. Alguns autores afirmam que a atividade do buraco negro central (por exemplo, Springel, Di Matteo, & Hernquist 2005), isto é, o fato de ele estar se alimentando do gás da sua galáxia hospedeira, pode frear a formação estelar. A conexão exata entre os núcleos ativos (AGN) e a formação estelar, no entanto, ainda é o tema central de várias conferências em Astrofísica. De qualquer maneira, há várias evidências de que a galáxia hospedeira e o buraco negro co-evoluem, como por exemplo a relação empírica entre a dispersão de velocidades

das estrelas no bojo de uma galáxia e a massa do buraco negro central (Ferrarese & Merritt 2000; Gebhardt et al. 2000).

Avançamos demais na história e nas perguntas atuais, no entanto. Voltemos um pouco para quando os modelos evolutivos estavam nascendo.

1.1.5 Paleontologia de galáxias: do ceticismo à euforia

No início dos anos 1980, os resultados da análise do espectro integrado de galáxias não eram muito animadores, e conseguir reproduzir detalhes espectrais era um desafio. A grande dificuldade da escola evolutiva era garantir que todos possibilidades físicas estão representadas na biblioteca sintética. A escola empírica sofria com a dificuldade em observar uma variedade de aglomerados na nossa vizinhança que sejam representativos de todas as idades e metalicidades dos aglomerados no Universo. Sobre o fato de que nem para os aglomerados globulares das Nuvens de Magalhães o método obtinha sucesso, Searle disse:

> Se eu não me engano, este assunto [síntese de populações estelares em espectros integrados] tem uma má reputação. Muito se afirmou, e poucos foram persuadidos.[2] Searle (1986)

Mesmo sob críticas pessimistas, as técnicas de síntese de populações avançaram a passos largos. Bica (1988) introduziu a ideia de combinar populações estelares simples (SSPs) para modelar galáxias. Somado a isso, as bibliotecas de SSPs lentamente melhoravam, tanto do lado teórico, com melhores caminhos evolutivos, quanto da observação, com mais estrelas observadas e espectros de melhor qualidade. O interesse na síntese espectral crescia:

> As técnicas para a análise de luz integrada de populações estelares agora ocupa mais ou menos o mesmo lugar na astronomia extragalática que a datação por decaimento radioativo na arqueologia ou geologia.[3] O'Connell (1996)

Quando ficaram disponíveis as bibliotecas de SSPs de Bruzual & Charlot (2003, BC03), Le Borgne et al. (2004) e González Delgado et al. (2005), todas com uma resolução espectral respeitável, os métodos de síntese finalmente foram bem sucedidos na exploração da evolução das galáxias. Era possível explicar os detalhes dos espectros, índices espectrais as linhas de absorção e cores.

E haveria mais razões para ser otimista.

[2]No original: *"If I am not mistaken, this subject has a bad reputation. Too much has been claimed, and too few have been persuaded"*.

[3]No original: *"The techniques for integrated light analysis of stellar population now occupy somewhat the same place in extragalactic astronomy as does radioactive decay dating in archeology or geology"*.

1.1.6 A memória de elefante de milhões de galáxias

No início desta década, portanto, a síntese evolutiva virou finalmente um exemplo concreto do antigo adágio dos astrônomos:

> Uma imagem vale por mil palavras, mas um espectro vale por mil imagens.[4]

E um milhão de espectros, quanto valem? O quanto será que eles nos revelam sobre a história das galáxias do Universo? Uma pergunta absurda na década de 1990, quando uma centena de objetos era motivo de júbilo, a utopia de "números astronômicos" de espectros começou a virar realidade. Mega-levantamentos de dados, como o Two Degree Field Galaxy Redshift Survey (Colless M. et al. 2001) e o Sloan Digital Sky Survey (SDSS; York et al. 2000), mudaram a maneira dos astrônomos trabalharem. O que antes era feito a mão, como uma arte, teve que passar a ser automatizado e traduzido em algoritmos. Mudou também o destino dos pequenos telescópios: não só telescópios mais potentes trazem avanços astronômicos, mas também pequenos telescópios *dedicados* a observar uma parte do céu podem ser usados para fazer astronomia de ponta.

A primeira fase do SDSS (SDSS-I) durou do ano 2000 ao 2005. Ao fim do período, contabilizaram-se 200 milhões de imagens (cobrindo 8000 graus^2 no céu) e quase 1 milhão e espectros (em 5713 graus^2) de galáxias, estrelas e quasares. A Figura 1.1 mostra a cobertura no céu das imagens e espectros obtidos. Os espectros cobrem a região de 3800–9200 Å, com resolução $\lambda/\Delta\lambda = 1800$–$2100$, e são observados através de fibras de abertura de 3 segundos de arco. Esses dados ficaram publicamente disponíveis a partir do Data Release 5 (DR5; Adelman-McCarthy et al. 2007).

Desde que a primeira leva de dados foi lançada, em 2001, o número de publicações utilizando os dados do SDSS cresceu em ritmo acelerado. É difícil até mesmo contabilizar os artigos que aplicam a síntese de populações estelares a esses dados. Três principais métodos aplicados ao SDSS foram desenvolvidos pelo grupo do Max-Planck Institute for Astrophysics e da Johns Hopkins University (MPA/JHU), o de Edimburgo com os códigos MOPED e VESPA, e o nosso grupo com o algoritmo STARLIGHT. Dois outros códigos de síntese de populações estelares também valem a pena serem discutidos: o STECMAP/STECKMAP (Ocvirk et al. 2006b,a) e o ULySS (Koleva et al. 2009), ambos bem documentados e disponíveis publicamente.

O STECMAP/STECKMAP[5] trata a recuperação das SSPs a partir do espectro integrado de uma galáxia como um problema de inversão de matrizes. Para resolver as complicações de degenerescências (como entre a idade e metalicidade) e as limitações impostas pelo razão sinal/ruído do espectro, é usada uma técnica de *regularização* que consiste em suavizar a resolução temporal da história de formação estelar recuperada. Esse processo é feito automaticamente pelo código com base no objeto

[4]Esta frase já foi atribuída a vários astrônomos, como Andrea Dupree (Dupree 2003; Dolla 2006), Gary Ferland (Dultzin-Hacyan, Marziani, & Sulentic 2000) e Joe Miller (Black 2005), mas em geral é simplesmente tomada como "sabedoria popular" (Brickhouse 1999; Pallavicini 2000; Schlegel 2002).

[5]http://astro.u-strasbg.fr/Obs/GALAXIES/stecmap_eng.html

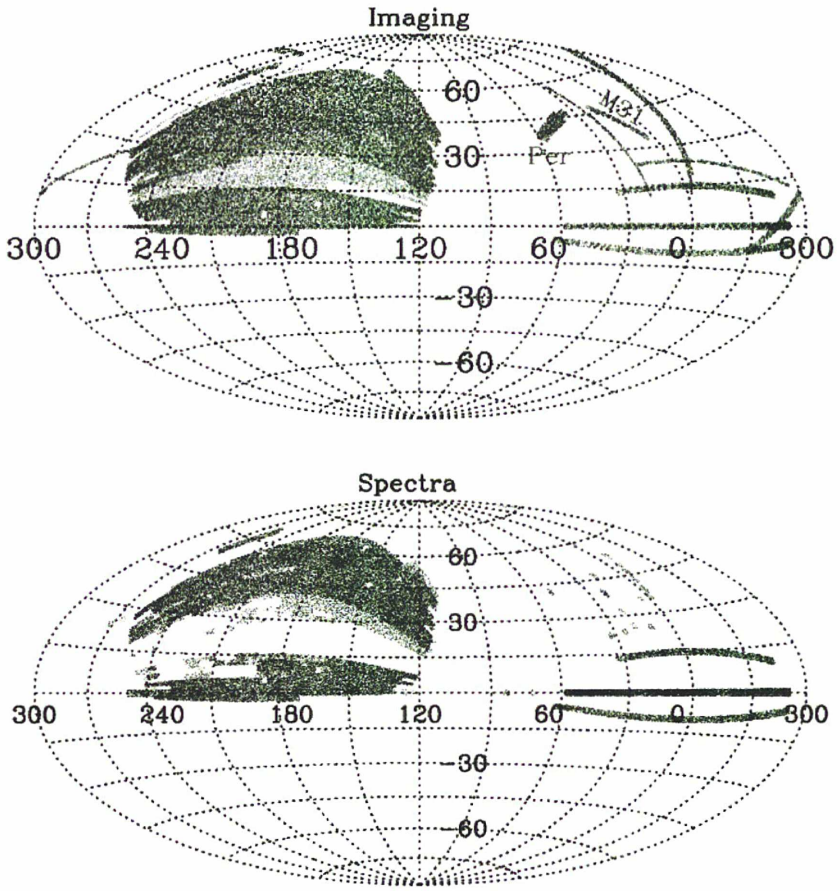

Figura 1.1: Cobertura do céu do levantamento de imagens e galáxias completada com o DR5 do SDSS. Figura de Adelman-McCarthy et al. (2007).

analisado. A versão STECKMAP permite ainda que seja ajustada a distribuição de velocidades na linha de visada.

O código UlySS[6] está disponível como um pacote IDL/GDL que permite o ajuste espectral, a visualização dos resultados e dos mapas de χ^2, dentre outras funcionalidades. O código ajusta um espectro pixel a pixel, e pode ser aplicado tanto para a determinação de SSPs quanto para recuperar parâmetros de atmosfera estelar. Todos os parâmetros são determinados simultaneamente em um ajuste *único*. O código inclui a multiplicação por um polinômio para ajustar a forma do contínuo espectral, o que permite analisar com sucesso mesmo espectros com problemas de calibração em fluxo.

Concentremo-nos agora nos resultados dos três principais grupos que aplicaram a síntese espectral para a análise de dados do SDSS. O grupo MPA/JHU criou uma biblioteca de modelos de galáxias variando as histórias de formação estelar (Kauffmann et al. 2003b). A técnica consiste em comparar índices espectrais observados

[6]http://ulyss.univ-lyon1.fr/

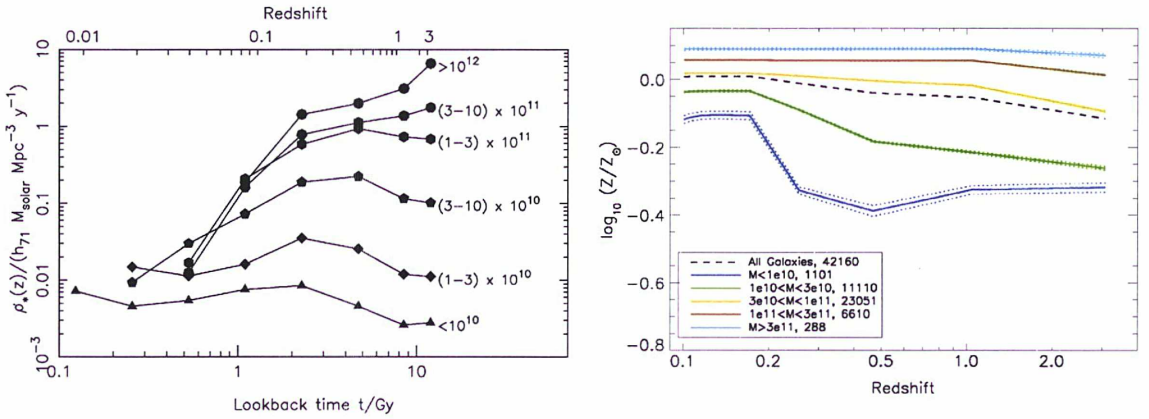

Figura 1.2: Evidência de *downsizing* com o *redshift*: as galáxias de maior massa formaram suas estrelas e enriqueceram em metais mais rapidamente que as de menor massa. Figuras de Heavens et al. (2004, esquerda) e Panter et al. (2008, direita).

com os da biblioteca, como a quebra em 4000 Å e a linha de absorção Hδ, e obter daí parâmetros como a massa das galáxias, taxas de formação estelar e extinção por poeira. Eles também obtém o espectro puramente nebular subtraindo o contínuo estelar das observações.

A partir desses métodos, o estudo por Kauffmann et al. (2003a) revelou duas asas bem definidas no diagrama de diagnóstico [N II]λ6584/Hα vs. [O III]λ5007/Hβ proposto por Baldwin, Phillips, & Terlevich (1981, de agora em diante, diagrama BPT) para separar regiões HII (à esquerda) de AGNs (à direita). Até aquele momento, sem a quantidade de dados do SDSS, a asa direita não era muito bem definida. Tremonti et al. (2004) estudaram a relação massa–metalicidade, e concluíram que galáxias de massa pequena ($< 10^{10}$ $M_\odot$) deveriam sofrer com a perda de gás. Brinchmann et al. (2004) caracterizam as galáxias com formação estelar a partir da razão entre sua taxa de formação atual pela passada.

O grupo de Edimburgo desenvolveu o Multiple Optimized Parameter Estimation and Data compression (MOPED; Heavens et al. 2000). Este programa analisa o espectro inteiro, eliminando as linhas de emissão. Eles comprimem as informações espectrais para cerca de 25 pontos de dados, e então acham as populações estelares que melhor ajustam esse espectro compactado. A partir desses resultados, o grupo de Edimburgo mostrou a evidência de *downsizing* com o *redshift* na formação estelar e no enriquecimento químico das galáxias do SDSS (Figura 1.2).

Enquanto o grupo do MPA/JHU tradicionalmente concentrou-se no espectro nebular e índices espectrais e o grupo de Edimburgo nas informações das populações estelares, o nosso grupo procurou explorar a inter-relação entre as informações nebulares e estelares. O nosso programa de síntese espectral STARLIGHT, explicado em mais detalhes no Capítulo 2, consiste em modelar o espectro *inteiro* das galáxias (Cid Fernandes et al. 2005), excluindo do ajuste linhas de emissão e pixeis ruins. A compressão de dados é feita posteriormente, na análise de dados, de acordo com o problema astrofísico. O nosso grupo também desenvolveu um programa para medir

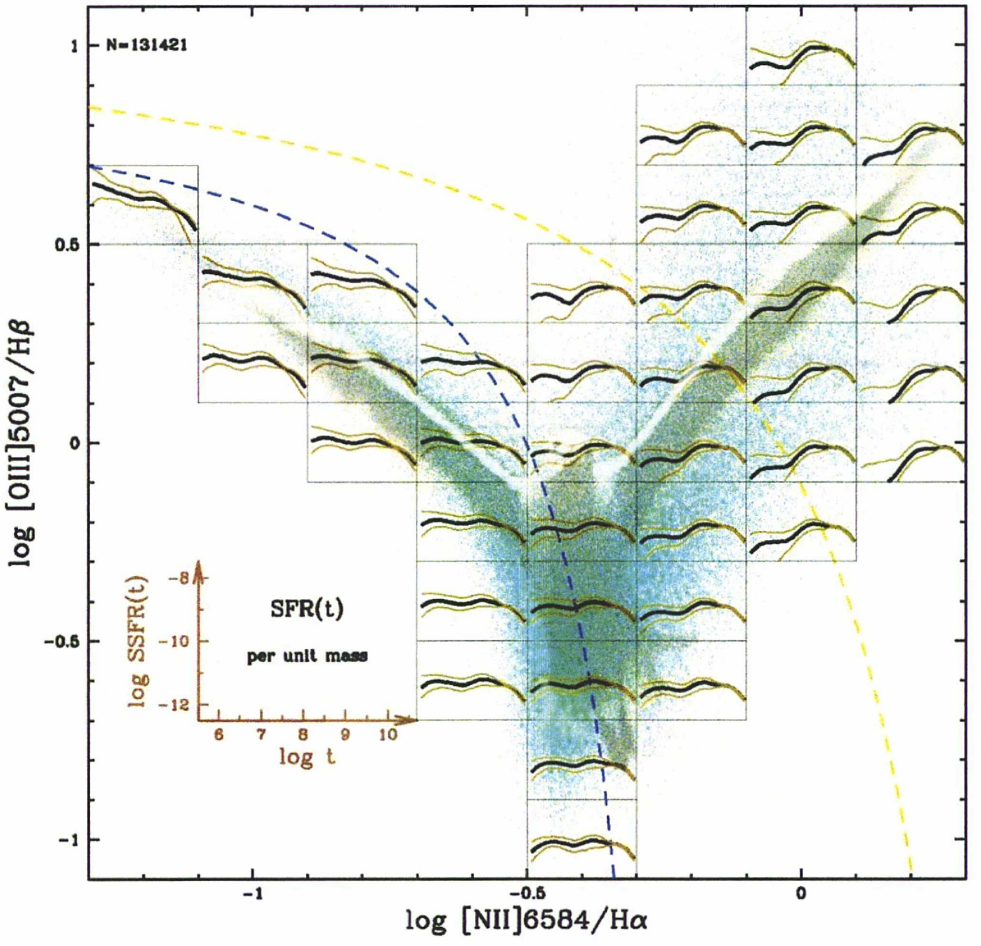

Figura 1.3: Diagrama BPT para galáxias do SDSS. Em cada caixa está desenhada a evolução com o tempo da taxa de formação estelar específica recuperada pelo STARLIGHT (desenhamos as curvas correspondentes a 16, 50 e 84% da distribuição em cada caixa). As curvas tracejadas representam as divisões de Stasińska et al. (2006, azul) e Kewley et al. (2006, laranja) entre galáxias SF e hospedeiras de AGN. Note a variação ao longo da asa esquerda (das galáxias SF), e a variação das histórias de formação estelar entre a parte superior e inferior da asa direita (das hospedeiras de AGN), classificadas como Seyferts e LINERs, respectivamente. Figura de Cid Fernandes et al. (2009a).

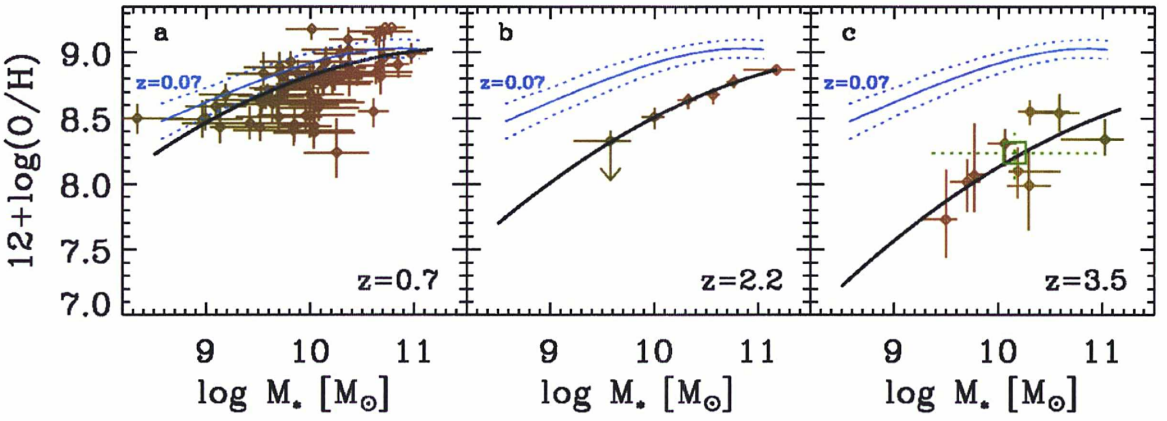

Figura 1.4: A relação M–Z observada para galáxias em vários *redshifts*. A curva azul repetida em todos os painéis é a derivada por Kewley & Ellison (2008) para $z \sim 0.07$. Figura de Maiolino et al. (2008).

automaticamente as linhas de emissão (Stasińska et al. 2006, S06). Na Figura 1.3 mostramos o resultado da combinação desses dois resultados. Dividimos o diagrama BPT em pequenas caixas. Em cada caixa, mostramos a história de formação estelar (cuja descrição matemática está na Seção 4.4). Note como as histórias mudam ao longo da asa das SF e na asa das galáxias hospedeiras de AGN. Atualmente, apenas o nosso grupo e o de Edimburgo obtêm a dependência temporal da taxa de formação estelar em galáxias. A derivação das histórias de formação estelar e da massa em metais das galáxias ajuda a colocar restrições físicas em modelos de evolução de galáxias.

Os métodos fósseis, como vimos, têm muitos pontos positivos. Atualmente, eles se aproveitaram da quantidade fenomenal dos grandes levantamentos de dados de galáxias do Universo local. Afinal, é muito mais fácil observar galáxias próximas do que fazer levantamentos de dados a *redshifts* cada vez mais altos.

Por outro lado, estudos a *redshifts* mais altos também revelam comportamentos muito interessantes de galáxias. É necessária a comparação constante entre os resultados obtidos com a "máquina do tempo" e com os "registros fósseis" para montar cada vez com mais precisão o filme da evolução das galáxias. Por exemplo, foram encontradas evidências que a maior parte de formação de estrelas no Universo aconteceu no passado (Lilly et al. 1996), com um pico ao redor do *redshift* $z \sim 2$ (Madau et al. 1998). A evolução da relação massa–metalicidade também é estudada a *redshifts* intermediários e altos (por exemplo, Savaglio et al. (2005); Maiolino et al. (2008)). Na Figura 1.4 mostramos os resultados de Maiolino et al. (2008): a relação M–Z desloca-se para baixo e muda de inclinação com o *redshift*.

Ainda há muito explorar sobre a evolução de galáxias, esta tese tenta avançar algumas dessa novas fronteiras.

1.2 Organização deste trabalho

Este trabalho está organizado da seguinte forma. O Capítulo 2 detalha os dados utilizados nessa tese, e traz um pequeno resumo do algoritmo do STARLIGHT e do programa de medida de linhas de emissão. O Capítulo 3 trata do estudo sobre as histórias cumulativas de massa e metalicidade em galáxias com formação estelar, referente ao artigo Cid Fernandes et al. (2007) (Apêndice A). O Capítulo 4 expande o estudo desse mesmo grupo de galáxias, com a derivação da taxa de formação estelar atual e em função do tempo referente ao artigo Asari et al. (2007) (Apêndice B). O Capítulo 5 lida com a evolução com o *redshift* da relação massa–metalicidade para galáxias passivas, Seyferts e com formação estelar, referente ao artigo Vale Asari et al. (2009) (Apêndice C). O Capítulo 6 chama a atenção para o fato de que algumas galáxias classificadas como LINERs no SDSS podem na verdade ser galáxias sem núcleo ativo e ionizadas por estrelas velhas, referente ao artigo Stasińska et al. (2008) (Apêndice D). O Capítulo 7 traz um sumário dos resultados e prospectos para trabalhos futuros.

Capítulo 2

Análise de dados

Esta seção traz detalhes sobre a análise espectral e os dados usados nessa tese. O programa de síntese STARLIGHT e todos os resultados podem ser obtidos no nosso Observatório Virtual no site http://starlight.ufsc.br.

O programa de síntese espectral STARLIGHT foi desenvolvido por Roberto Cid Fernandes Jr. As simulações para verificar a validade dos resultados e testes com diferentes bases de populações estelares foram feitos por Jean Michel Gomes e Roberto Cid. A logística para rodar os modelos do STARLIGHT foi fruto da paciência e sabedoria de William Schoenell e Roberto Cid. A medida de linhas de emissão foi liderada por Abilio Mateus. O programa que produz máscaras individuais para as regiões dos espectros que não devem ser modelados pelo STARLIGHT foi escrito por mim durante o mestrado, e foi incluído pela primeira vez no nosso esquema de análise a partir dos presentes estudos.

2.1 Dados

Nesta tese, utilizamos os espectros das galáxias do DR5 do SDSS, excluindo as observações duplicadas ($\sim$ 1.6% dos objetos). A nossa amostra-mãe contém 573141 objetos.

Corrigimos os espectros por extinção galáctica com os mapas de Schlegel, Finkbeiner, & Davis (1998) e lei de extinção de Cardelli, Clayton, & Mathis (1989) usando $R_V = 3.1$. Reamostramos os dados para obter $\Delta\lambda = 1$ Å na faixa espectral de 3400 a 8900 Å.

Quando apropriado, usamos os seguintes parâmetros cosmológicos: $H_0 = 70\,\mathrm{km\,s^{-1}\,Mpc^{-1}}$, $\Omega_M = 0.3$ e $\Omega_\Lambda = 0.7$.

2.2 Síntese espectral de populações estelares

Modelamos os 573141 espectros do SDSS com o nosso programa de síntese espectral STARLIGHT. O STARLIGHT acha a combinação das populações estelares simples (SSPs) que melhor reproduz o espectro observado de uma galáxia. Dessa forma, o código encontra a fração x_j com que a SSP j contribui para o fluxo total da galáxia no comprimento de onda de normalização ($\lambda_N = 4020$ Å). A partir da razão entre a massa e a luminosidade para as SSPs, obtemos também a fração total em massa μ_j e a fração total de massa convertida em estrelas (isto é, sem corrigir pelas estrelas que morreram) μ_j^c. Obtemos esses parâmetros para dentro da fibra e extrapolamos para

toda a galáxia. Outros parâmetros que calculamos a partir dos resultados da síntese são a massa total em estrelas, a extinção por poeira e a dispersão de velocidades das estrelas, dentre outros. O funcionamento do algoritmo é detalhado por Cid Fernandes et al. (2005).

A Figura 2.1 traz alguns exemplos de ajuste com o STARLIGHT para galáxias de diferentes tipos do SDSS: com formação estelar, Seyfert, LINER e passiva. O espectro observado está em preto e o modelado em vermelho. Pixeis ruins, linhas de emissão e o dubleto do NaD foram mascarados (em verde) e excluídos dos ajustes. As máscaras para as linhas de emissão foram feitas individualmente para cada galáxia, usando o procedimento discutido por Asari (2006). Os painéis do meio mostram a fração x_j de cada SSP encontrada pelo ajuste.

A nossa base contém 150 SSPs de BC03 calculadas para uma função inicial de massa de Chabrier (2003), caminhos evolutivos de "Padova 1994" (Alongi et al. 1993; Bressan et al. 1993; Fagotto et al. 1994a,b; Girardi et al. 1996), e biblioteca estelar STELIB (Le Borgne et al. 2003). A Figura 2.2 mostra o espectro das componentes da base, que abrangem 6 metalicidades ($Z_{\star,j} = 0.005, 0.02, 0.2, 0.4, 1$ e $2.5\ Z_{\odot}$) e 25 idades ($t_{\star,j} = 0.001$, 0.00316, 0.00501, 0.00661, 0.00871, 0.01, 0.01445, 0.02512, 0.04, 0.055, 0.10152, 0.1609, 0.28612, 0.5088, 0.90479, 1.27805, 1.434, 2.5, 4.25, 6.25, 7.5, 10, 13, 15 e 18 bilhões de anos). Essa base detalhada foi escolhida a partir de argumentos matemáticos, de forma que todas as SSPs de BC03 pudessem ser bem ajustadas por duas componentes da base final (ver Mateus et al. 2006 e figura 7.2 de Leão 2006). As informações sobre as SSPs são comprimidas posteriormente, de acordo com o problema físico estudado.

Simulações para testar o grau de confiabilidade dos resultados da síntese foram feitas por Cid Fernandes et al. (2005). O uso de outras bases de SSPs foi investigado por Gomes (2009), que conclui que a biblioteca de estrelas MILES (Sánchez-Blázquez et al. 2006) produz ajustes espectrais melhores e elimina problemas sistemáticos encontrados com a STELIB.

2.3 Linhas de emissão

As linhas de emissão são medidas no espectro residual puramente nebular, obtido pela subtração do espectro modelado do observado. A medida de linhas é feita automaticamente, ajustando uma gaussiana a cada uma das linhas de emissão e aplicando restrições físicas quando necessário. Para cada linha de emissão, o programa recupera o fluxo na linha e no contínuo, a razão sinal–ruído, o deslocamento central, a dispersão de velocidades, a largura equivalente e as incertezas associadas. A Figura 2.3 mostra o ajuste de algumas linhas de emissão de uma galáxia do SDSS. A seção 2.3 de S06 descreve o programa em mais detalhes.

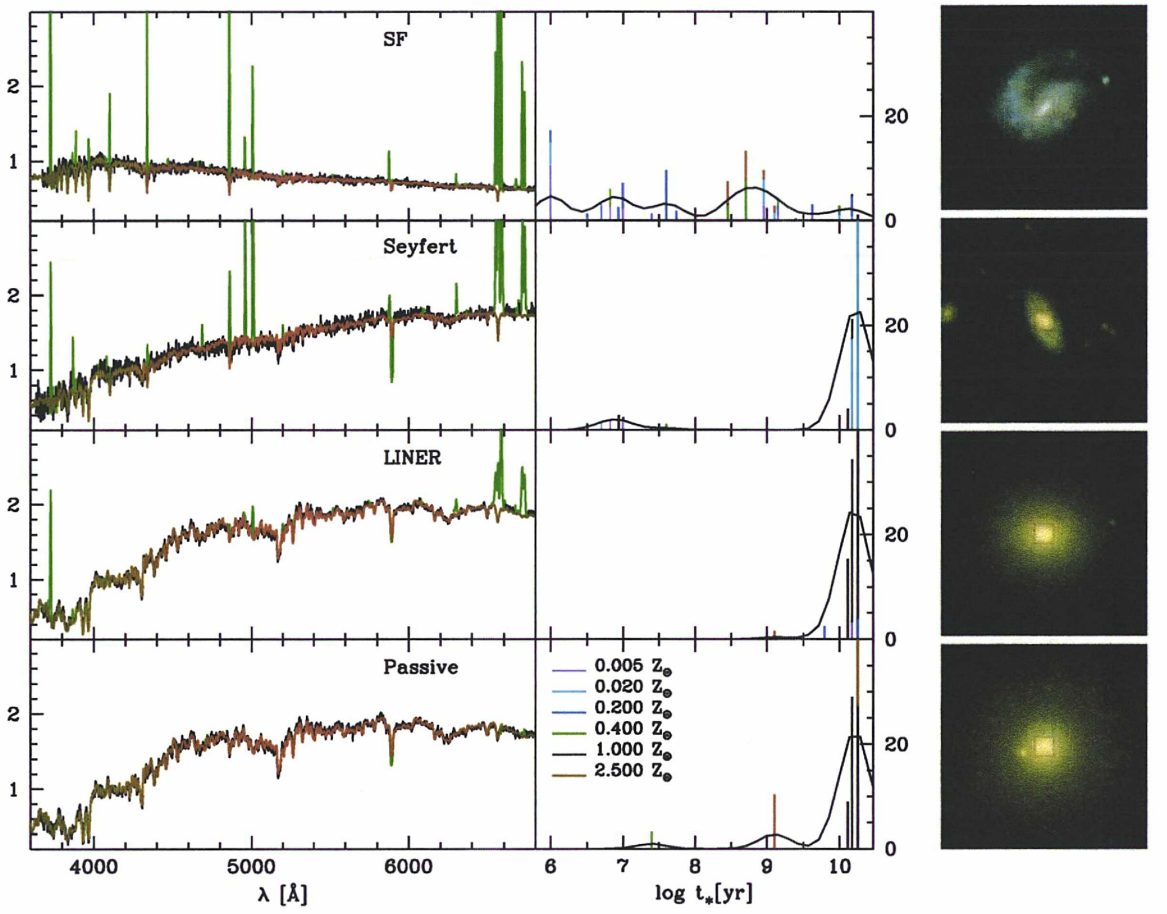

Figura 2.1: Exemplos de ajustes com o STARLIGHT. Os painéis à esquerda mostram o espectro observado (preto) e modelado (vermelho) normalizados em $\lambda_N = 4020$ Å. As partes desenhadas em verde não foram consideradas no ajuste, por conterem ou linhas de emissão ou pixeis ruins. Os painéis do meio mostram a fração (em %) de luz em λ_N com que cada SSP contribui para o espectro; as curvas são uma versão suavizada por 0.5 dex do vetor de populações. Os painéis à direita mostram as imagens do SDSS para cada uma das galáxias, com dimensões de 51.2×51.2 arcsec^2 (27 a 34 kpc^2).

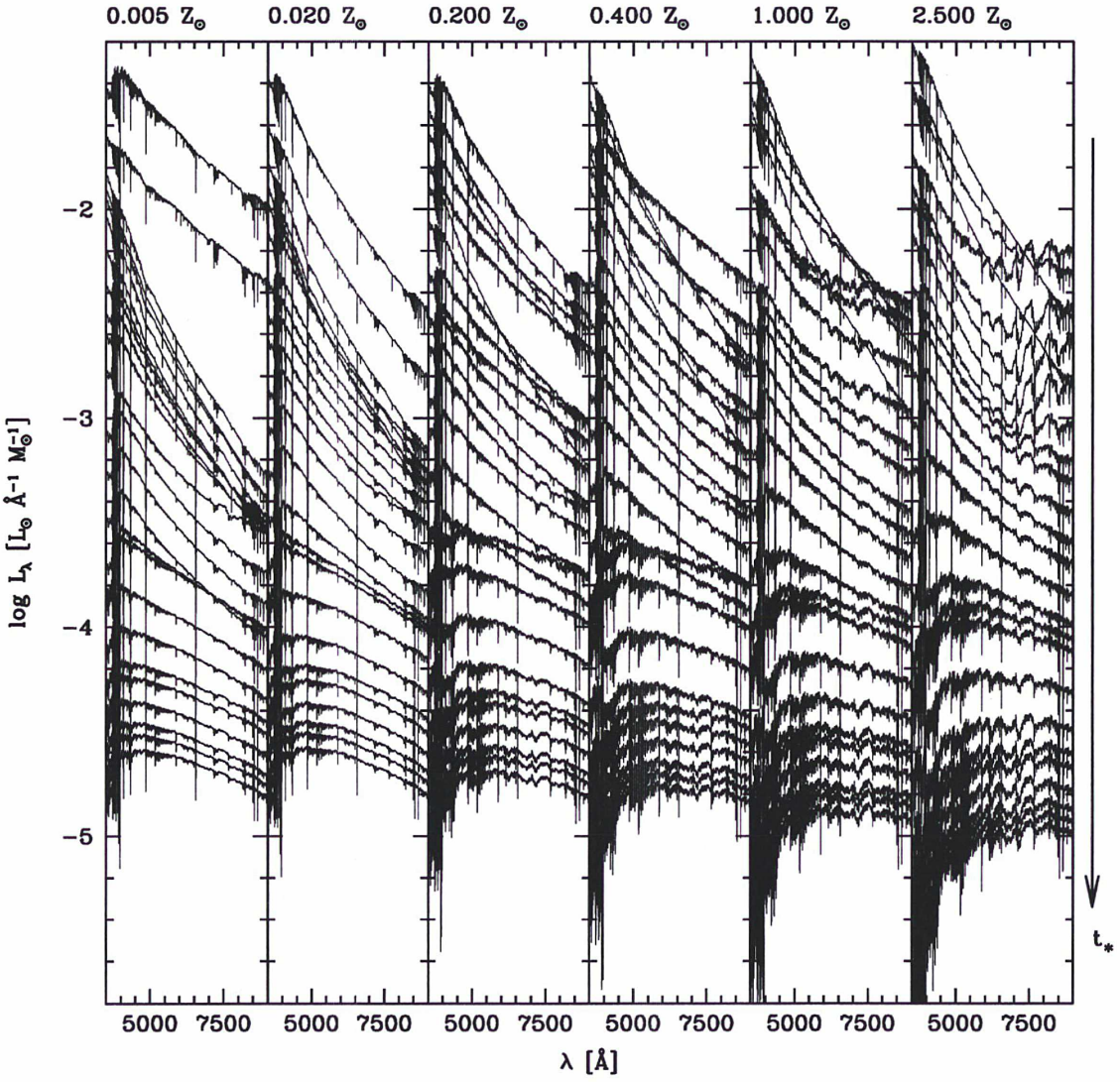

Figura 2.2: Espectros das populações estelares de BC03 que usamos como base para a síntese espectral. Esta base consiste de 150 populações de 6 diferentes metalicidades e 25 idades ($t_\star = 0.001$ a 18 bilhões de anos). Todas as SSPs estão normalizadas por 1 $M_\odot$ em $t_\star = 0$.

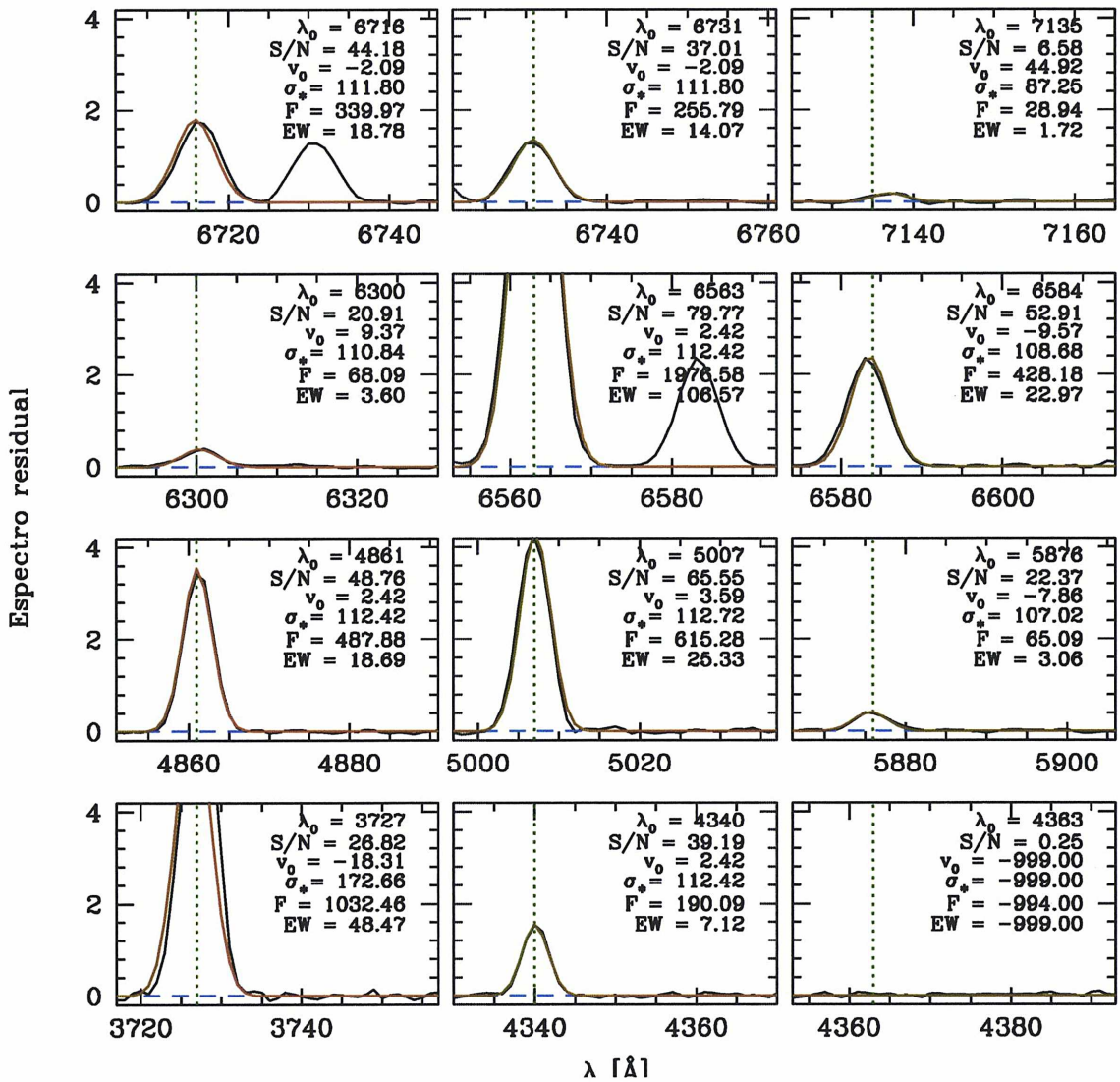

Figura 2.3: Exemplo da medida automática de algumas linhas de emissão para uma mesma galáxia do SDSS. A linha pontilhada em cada painel marca o centro λ_0 da linha de emissão investigada. O espectro residual, obtido pela subtração entre o observado e o modelado pelo STARLIGHT, é mostrado em preto, e o ajuste gaussiano para cada linha, em vermelho. Em cada painel são mostrados alguns dos parâmetros recuperados pelo programa: a razão sinal–ruído (S/N), o deslocamento central (v_0) e a dispersão de velocidades ($\sigma_\star$) em km/s, o fluxo (F) em 10^{-17} erg/s/cm^2/Å e a largura equivalente (EW) em Å. Valores negativos para F ou EW indicam que a linha não foi detectada.

Capítulo 3

O crescimento da massa e da metalicidade estelar das galáxias com formação estelar

Este capítulo traz a análise e os principais resultados apresentados por Cid Fernandes et al. (2007) (de agora em diante C07), cujo artigo completo está disponível no Apêndice A. Nesta investigação, apresentamos uma amostra de galáxias com formação estelar (SF) do DR5 do SDSS. Agrupamos as galáxias em faixas de metalicidade nebular e de massa. Para cada faixa, derivamos a evolução com o tempo da metalicidade estelar e da massa convertida em estrelas. Verificamos que as galáxias cujo meio interestelar é mais pobre em metal (e de menor massa) formam estrelas mais lentamente. Elas também demoram mais tempo para atingir a metalicidade estelar atual. Por outro lado, as galáxias de maior metalicidade nebular (e de maior massa) foram mais rápidas em formar estrelas e em atingir os níveis atuais de enriquecimento químico.

Este artigo foi escrito em grande parte por Roberto Cid, com a participação principalmente de Grażyna Stasińska e Laerte Sodré para a organização do texto. As análises para delimitar as melhores faixas e definições para Z_{neb} e os testes para as definições das curvas de evolução de massa e metalicidade foram fruto de colaboração minha com Roberto Cid.

3.1 Amostra de galáxias com formação estelar

Os detalhes da análise dos dados do DR5 do SDSS com o STARLIGHT e o nosso programa de linhas de emissão foram descritas no Capítulo 2. Para este estudo, aplicamos os seguintes cortes na nossa amostra: razão sinal–ruído maior do que 10 ao redor de 4750 Å (a fim de selecionar objetos cuja síntese espectral é confiável) e $S/N > 3$ nas quatro linhas de emissão usadas no diagrama BPT: [O III]λ5007, Hβ, [N II]λ6584 e Hα. Consideramos nesse estudo os objetos abaixo da linha divisória definida por S06, compondo uma amostra final de 84828 galáxias com formação estelar. O painel a da figura 1 de C07 mostra a linha divisória e no painel b está plotada apenas a amostra de galáxias SF. Em toda esta análise consideramos fluxos de linhas corrigidos por avermelhamento.

3.2 Definição das faixas em metalicidade e massa

A asa esquerda do BPT é, em primeira ordem, uma sequência em metalicidade nebular (S06 e referências dadas por esse artigo). Para agrupar galáxias de mesmo tipo, dividi-

mos a nossa amostra em faixas de metalicidade nebular, quantificada pela abundância de oxigênio calibrada pela razão de linhas $O_3N_2 \equiv$ [O III]λ5007/[N II]λ6584 dada por S06:

$$\log Z_{\rm neb} = \log \frac{({\rm O/H})}{({\rm O/H})_\odot} = -0.14 - 0.25 \log {\rm O_3N_2}, \tag{3.1}$$

onde adotamos $({\rm O/H})_\odot = 4.9 \times 10^{-4}$ (Allende Prieto, Lambert, & Asplund 2001). A escolha dessa calibração para a metalicidade deu-se por dois motivos. Primeiro, ela é confiável tanto para baixas metalicidades (por ter sido calibrada com abundâncias derivadas pela temperatura eletrônica) quanto para altas metalicidades (baseada na calibração com ([O II]+ [O III])/Hβ de Pilyugin 2000). Em segundo lugar, essa calibração é uma função bem definida, que associa um valor único a $Z_{\rm neb}$ de acordo com o índice O_3N_2 e, portanto, associa uma metalicidade única a cada posição no diagrama BPT.

Esse indicador de abundância, no entanto, não está livre de complicações. Ele é sensível à presença de gás ionizado difuso e às variações na razão N/O para diferentes cenários de evolução química (Chiappini, Romano, & Matteucci 2003). Além disso, ele não é sensível a variações de O/H para metalicidades baixas (ver figura 3b de Stasińska 2006). De todo modo, como argumentaremos na Seção 4.2 a partir de testes com outras calibrações de metalicidade, O_3N_2 é o índice mais conveniente matematicamente para esse trabalho, além de ser razoável para o problema astrofísico em questão.

Os valores de $Z_{\rm neb}$ para a nossa amostra de galáxias SF vão de 0.2 a 1.6 $Z_\odot$. Para agrupar galáxias do mesmo tipo e intrinsecamente similares, definimos faixas em $\log Z_{\rm neb}$ centradas em -0.580 (faixa A), -0.385 (B), -0.255 (C), -0.125 (D), 0.005 (E) e 0.135 (F). Todas as faixas têm 0.13 dex de largura, exceto para de menor metalicidade, que foi definida como duas vezes mais larga para incluir mais objetos. O painel b da figura 1 de C07 mostra a disposição das faixas no BPT.

Apesar de $Z_{\rm neb}$ ser um parâmetro conveniente, a metalicidade nebular é um produto da evolução de galáxias. Do ponto de vista astrofísico, a *massa* de uma galáxia mostra-se um fator determinante para a sua evolução (por exemplo, Tinsley 1968). Repetimos portanto o nosso estudo para faixas de massa centradas em $\log M_\star/{\rm M}_\odot = 7.5$, 8.5, 9.5, 10.5 e 11.5 e com 1 década de largura.

3.3 Derivando histórias de formação e evolução química

Como descrito na Seção 2.2, a nossa base de SSPs tem 150 componentes de 25 idades e 6 metalicidades diferentes. Dada a qualidade dos espectros do SDSS e as degenerescências físicas e matemáticas com a síntese espectral, não é possível esperar resultados confiáveis com esse nível de detalhe. Em estudos passados (Cid Fernandes et al. 2005), mostramos que os resultados são robustos se fizermos uma compressão do vetor de população, combinando, por exemplo, populações jovens, intermediárias e velhas, ou obtendo a metalicidade média de todas as SSPs.

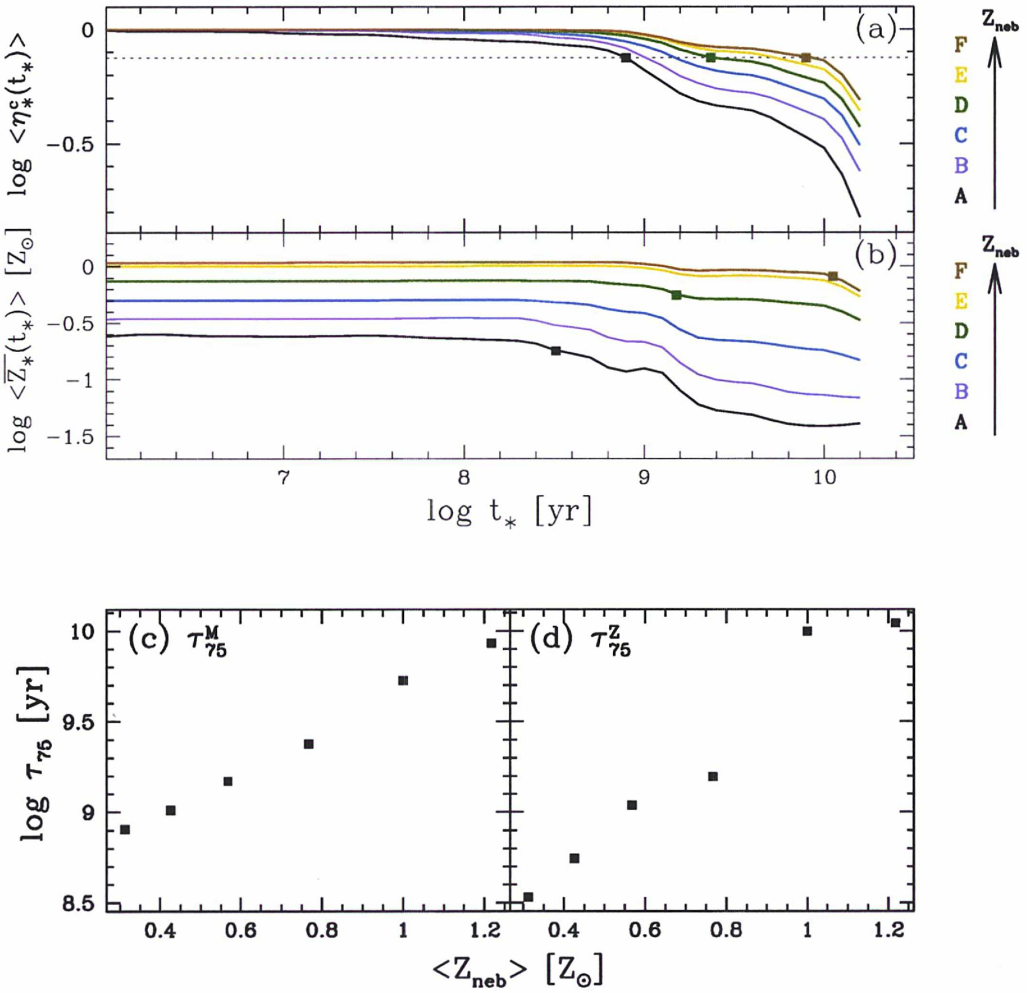

Figura 3.1: História cumulativa da massa (a) e da metalicidade (b) para galáxias SF em faixas de metalicidade nebular (A–F). Como a figura 2 de C07, mas com a idade em que os objetos das faixas A, D e F atingiram 75% da sua massa em estrelas (τ_{75}^{M}) e aquela em que atingiram 75% da sua metalicidade atual (τ_{75}^{Z}) marcadas com símbolos quadrados. Os painéis c e d mostram a variação das duas versões de τ_{75} com $Z_{\rm neb}$.

Uma outra forma de comprimir as informações das idades e metalicidades das SSPs é pelas funções *cumulativas* de massa e metalicidade. O STARLIGHT retorna a fração total de massa convertida em estrelas μ_j^c para cada idade das populações da base. A história de formação estelar pode ser representada pela função cumulativa de massa $\eta_\star^c$, obtida como a soma de μ_j^c até uma idade $t_\star$:

$$\eta_\star^c(t_\star) = \sum_{t_{\star,j}>t_\star} \mu_j^c, \tag{3.2}$$

que nada mais é do que a versão discreta de $\eta_\star^c(t_\star) = \int_\infty^{t_\star} \mathrm{SFR}(t)\,\mathrm{d}t \,/\, \int_\infty^0 \mathrm{SFR}(t)\,\mathrm{d}t$.

A metalicidade estelar média é definida como a massa total em metais dentro das estrelas dividida pela massa estelar total até uma idade $t_\star$:

$$\overline{Z_\star}(t_\star) = \sum_{t_{\star,j}>t_\star} \mu_j(t_\star) Z_{\star,j}. \tag{3.3}$$

Como estamos interessados na evolução *intrínseca* das galáxias e não na evolução cosmológica, consideramos a idade da evolução estelar $t_\star$ equivalente ao tempo no passado (*look-back time*), como se todas as galáxias estivessem a *redshift* nulo. Na Seção 4.4 discutiremos outras formas de comprimir o vetor de populações estelares da síntese.

3.4 Resultados

A Figura 3.1a mostra as curvas da função cumulativa de massa para a amostra de galáxias SF dividida em faixas de metalicidade nebular. As curvas de histórias de formação estelar exibem uma organização clara. As galáxias que hoje têm maior Z_{neb} formaram a maior parte das suas estrelas há bastante tempo. As galáxias de menor Z_{neb} demoraram significativamente mais para formar estrelas.

A Figura 3.1b mostra a evolução da metalicidade estelar média. Novamente vemos a organização das curvas em faixas de Z_{neb}: as galáxias cujo meio interestelar é mais pobre em metais tiveram uma evolução da metalicidade estelar mais lenta.

Uma maneira de quantificar a diferença nas histórias de massa é a partir de τ_{75}^M, definido como quanto tempo atrás uma galáxia formou 75% da sua massa em estrelas (ou seja, encontrando $\eta_\star^c(t_\star = \tau_{75}^M) \equiv 0.75$). Da mesma forma, definimos τ_{75}^Z como quanto tempo atrás uma galáxia atingiu 75% da sua metalicidade atual. Os paineis a e b Figura 3.1 marcam essas idades para as faixas A, D e F; encontramos respectivamente $\tau_{75}^M = 0.8$, 2.0 e 8.0 bilhões de anos e $\tau_{75}^Z = 0.3$, 1.5 e 11 bilhões de anos. Os paineis c e d da mesma figura mostram τ_{75}^M e τ_{75}^M em função da metalicidade média em cada uma das faixas A–F.

Vale destacar que estamos comparando informações obtidas independentemente: as histórias de massa e metais das galáxias foram derivadas da análise de populações estelares com STARLIGHT; a metalicidade nebular foi obtida a partir das linhas de emissão. A compatibilidade entre esses resultados é outro triunfo dos métodos de síntese espectral.

A figura 3 de C07 mostra a história da massa e dos metais para as galáxias SF divididas em faixas de massa estelar atual. Novamente encontramos a evidência de *downsizing* tanto na formação de estrelas quando no enriquecimento químico de galáxias, isto é, galáxias de maior massa formaram estrelas e poluíram seu gás muito mais rapidamente do que galáxias menores e menos metálicas.

Um dos aspectos mais importantes deste estudo foi que se pôde, pela primeira vez, estudar diretamente a evolução da metalicidade estelar. Trabalhos anteriores a partir de métodos fósseis estudaram somente a evolução da massa em estrelas (por exemplo, Heavens et al. 2004), e não da metalicidade.

Capítulo 4

A história das galáxias com formação estelar

Apresento aqui uma versão concisa do estudo por Asari et al. (2007) (de agora em diante A07), cujo artigo completo está no Apêndice B. Este trabalho é uma extensão do apresentado no Capítulo 3. Vários cuidados adicionais foram tomados, como, por exemplo, com os resíduos sistemáticos ao redor de Hβ, a determinação auto-consistente da metalicidade e da extinção nebular, e testes com outros indicadores de $Z_{\rm neb}$.

Caracterizamos a nossa amostra a partir de um estudo convencional da correlação de parâmetros físicos e observacionais com $Z_{\rm neb}$. Mostramos que existe uma ótima concordância entre a taxa de formação estelar atual (SFR) calculada a partir da luminosidade em Hα e da síntese de populações estelares. Esse resultado pode ser usado em estudos futuros de formação estelar em galáxias hospedeiras de núcleo ativo, para as quais o método mais tradicional de Hα não pode ser aplicado. Também derivamos a taxa de formação estelar em função do tempo para as galáxias SF divididas em faixas de metalicidade nebular ($Z_{\rm neb}$), massa estelar ($M_\star$) e densidade de massa ($\Sigma_\star$). Encontramos novamente que galáxias de menor massa, menos densas e mais pobres em metais evoluíram mais lentamente e hoje têm uma maior SFR específica. Mostramos que essa tendência se mantém mudando os critérios de seleção da amostra, a base de populações estelares e levando em consideração efeitos de extinção diferencial.

Este artigo foi escrito em grande parte por mim, Roberto Cid Fernandes Jr. e Grażyna Stasińska. As minhas maiores contribuições foram nas seguintes investigações: desenvolvimento do método auto-consistente para cálculo da extinção e metalicidade nebular e teste de outros índices para a calibração da metalicidade (ambos com orientação da Grażyna); testes com diferentes leis de extinção, correlações de parâmetros com $Z_{\rm neb}$, SFR em função do tempo e distribuição dessas funções, testes dos critérios de seleção e extinção diferencial (em colaboração com Roberto Cid); comparação entre a SFR atual da síntese e de Hα (em colaboração com Roberto Cid e Juan Pablo Torres-Papaqui). O estudo de resíduos em Hβ foi feito principalmente por Roberto Cid e Abilio Mateus, e os testes com as novas bases de populações estelares por Jean Michel Gomes.

4.1 Análise de dados

Os dados utilizados nesse estudo são do DR5 do SDSS. A amostra, os modelos com o STARLIGHT e a medida de linhas de emissão estão detalhadas no Capítulo 2. As

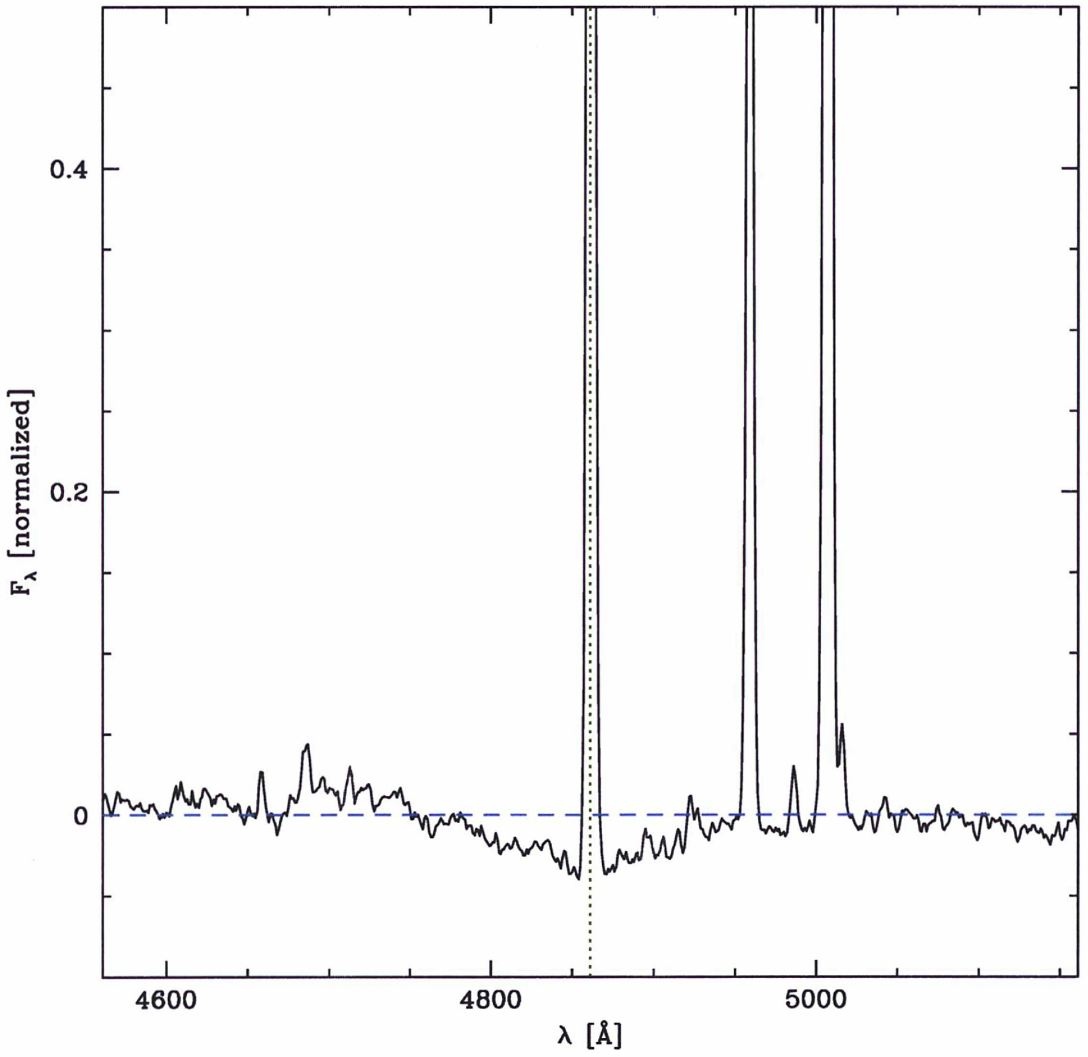

Figura 4.1: Exemplo de espectro residual para uma combinação de galáxias SF. A linha tracejada marca o resíduo nulo e pontilhada o centro da linha Hβ. Note o resíduo largo ao redor de Hβ, estendendo-se por quase 200 Å.

particularidades dos dados desse estudo são descritas a seguir.

Aplicamos os seguintes cortes adicionais à amostra: magnitude aparente na banda r entre $14.5 \leq m_r \leq 17.77$ e *redshift* ≥ 0.002. O corte em m_r vem da definição da Main Galaxy Sample do SDSS e o limite em *redshift* elimina da amostra as fontes intragaláticas.

Definimos a amostra de galáxias SF como aquelas abaixo da linha divisória no BPT definida por S06, com $S/N > 3$ em [O III]λ5007, Hβ, [N II]λ6584 e Hα, e $S/N > 10$ na região de 4730–4780 Å do contínuo espectral. O número final de objetos da amostra SF é de 82302 galáxias.

Para comparação, definimos também uma amostra cujos dados são de maior qualidade: $S/N > 6$ nas quatro linhas do BPT e $S/N > 20$ no contínuo. A amostra de controle $\mathrm{SF^{hq}}$ tem um total de 17142 objetos.

Para os ajustes com o STARLIGHT, preferimos usar a lei de extinção de Calzetti, Kinney, & Storchi-Bergmann (1994, CAL), em vez da lei de Cardelli, Clayton, & Mathis (1989, CCM) dos nossos outros estudos. Fizemos testes com 1000 galáxias aleatórias com quatro leis de extinção diferentes, dentre as quais CAL e CCM. Não encontramos diferenças significativas nem na qualidade, nem nos resultados da síntese espectral para nenhuma das leis (ver seção 2.5.1 de A07). Por isso, decidimos utilizar a lei de CAL, que foi desenvolvida especificamente para observações integradas de galáxias SF, muito parecidas com as que utilizamos nesse estudo.

O programa de linhas de emissão também foi modificado para resolver o problema do resíduo sistemático ao redor de Hβ (Figura 4.1). A partir da inspeção dos nossos espectros modelados, verificamos que a população estelar em ~ 200 Å ao redor dessa linha é superestimada. Isso implica que a linha de emissão de Hβ fica dentro de uma absorção larga no espectro residual. Acreditamos que isso seja um efeito de calibração na biblioteca de estrelas STELIB (ver a figura 21 de Martins et al. 2005). Dessa forma, se supomos que o contínuo ao redor de Hβ é zero, como fazíamos nas versões anteriores do programa de medida de linhas, estamos, de fato, perdendo um pedaço da linha e subestimando o seu fluxo. Para esse estudo, o programa foi modificado de forma a levar em consideração o contínuo local ao redor de Hβ. As medidas do fluxo são em média 2% maiores do que as anteriores, mas para objetos com largura equivalente de H$\beta < 2$ Å o diferença chega em média a 7%.

4.2 A metalicidade nebular

A medida de $Z_{\rm neb}$ também foi feita com mais cuidado do que em C07. $Z_{\rm neb}$ é obtida pelo índice $\mathrm{O_3N_2}$ (Equação 3.1) e, portanto, depende das medidas desavermelhadas das linhas [O III]λ5007 e [N II]λ6584. A extinção é calculada a partir da razão Hα/Hβ assumindo a lei de CAL:

$$A_V^{\rm neb} = 7.96 \log \frac{(\mathrm{H}\alpha/\mathrm{H}\beta)_{\rm obs}}{(\mathrm{H}\alpha/\mathrm{H}\beta)_{\rm int}}, \tag{4.1}$$

onde $(\mathrm{H}\alpha/\mathrm{H}\beta)_{\rm obs}$ e $(\mathrm{H}\alpha/\mathrm{H}\beta)_{\rm int}$ são as razões observada e intrínseca, respectivamente. O valor de $(\mathrm{H}\alpha/\mathrm{H}\beta)_{\rm int}$ varia entre 2.80 e 2.99 para $Z_{\rm neb} = 0.1$–$2.5\ \mathrm{Z}_\odot$ de acordo com

os modelos de fotoionização de S06. Em resumo, $Z_{\rm neb}$ depende de $A_V^{\rm neb}$ e vice-versa.

Para achar então a melhor medida para $Z_{\rm neb}$ e $A_V^{\rm neb}$, escrevi um programa que partia da hipótese inicial $(\mathrm{H}\alpha/\mathrm{H}\beta)_{\rm int} = 2.86$ e fazia quantas iterações fossem necessárias até que os valores da metalicidade e da extinção ficassem estáveis. Em geral, 2 ou 3 iterações eram suficientes.

Além disso, fizemos testes com outras calibrações para $Z_{\rm neb}$. O indicador [Ar III]7135/[O III]λ5007, por exemplo, não sofre dos mesmos problemas de calibração para baixas metalicidades que o O_3N_2. Infelizmente, a linha de [Ar III] é medida para apenas poucos objetos do SDSS, e a nossa análise iria sofrer com o número muito menor de objetos em cada faixa de metalicidade. Também testamos a calibração de Pilyugin & Thuan (2005), baseada em [O III]λ5007/Hβ e [O II]3727/Hβ e os métodos diretos a partir da temperatura eletrônica de Izotov et al. (2006), derivados da razão de linhas [OIII]4363/[OIII]5007. Ambos os métodos adicionam uma fração mínima de objetos à amostra.

Por completeza, estudamos ainda outras estimativas de metalicidade, embora elas não sejam tão úteis para o estudo do problema da degenerescência entre O_3N_2 e O/H para baixas metalicidades. Um dos métodos utilizados foi o delineado por Tremonti et al. (2004), que obteve metalicidades nebulares por comparação de razões de linhas observadas com uma grande base de dados de modelos de fotoionização. Embora pareça um método razoável, Yin et al. (2007) mostram que existem alguns problemas com essa abordagem. Nós encontramos uma diferença sistemática de -0.28 dex e um rms de 0.09 entre as nossas medidas para Z_{neb} e as deles. A calibração de Pettini & Pagel (2004) é semelhante à nossa, já que utilizam as razões [O III]/Hβ e [N II]/Hα para a medida de O/H. Existe uma pequena diferença média de -0.04 dex com respeito à nossa calibração, e uma dispersão de 0.03 dex para a amostra SF. Dessa forma, embora consideremos a nossa calibração mais confiável e mais simples para os propósitos deste estudo, repetimos os nossos cálculos com as calibrações de Tremonti et al. (2004) e Pettini & Pagel (2004). Os resultados obtidos diferiram em escala absoluta, mas as conclusões qualitativas continuaram as mesmas.

4.3 Caracterização da amostra

Dividimos a amostra de galáxias SF em seis faixas A–F de $Z_{\rm neb}$, tais como definidas na Seção 3.2. A tabela 1 de A07 caracteriza cada faixa em função da distribuição da metalicidade nebular, massa estelar, idade média, luminosidade em Hα e razão entre taxa de formação estelar recente e a passada.

A figura 5 de A07 traz a correlação de $Z_{\rm neb}$ com vários parâmetros observacionais e derivados da síntese. Os painéis a e b revelam as relações luminosidade–metalicidade e massa–metalicidade, respectivamente. O painel c mostra que $Z_{\rm neb}$ também tem uma forte correlação com a densidade superficial de massa, definida como $\Sigma_\star \equiv M_\star/2\pi r_{50,z}^2$, onde $r_{50,z}^2$ é o raio petrosiano que engloba metade da luz na banda z. Essa relação não é surpreendente dada a correlação forte entre $\Sigma_\star$ e a massa estelar.

A extinção nebular também aumenta com $Z_{\rm neb}$. Isso está ligado, entre outros

fatores, à maior formação de grãos de poeira quando a metalicidade nebular aumenta. Também existe uma relação muito boa entre a metalicidade estelar média e $Z_{\rm neb}$, como ficou evidente nos estudos da metalicidade estelar em função do tempo de C07 (Capítulo 3).

Os painéis f, g e h são um resumo da história das galáxias com formação estelar. A relação entre idade média e $Z_{\rm neb}$ é de novo consequência do *downsizing*, isto é, as galáxias cuja luz é dominada por estrelas mais jovens têm o meio interestelar mais pobre, e as dominadas por estrelas velhas têm o meio interestelar mais rico em metais. Existe uma anti-correlação entre $Z_{\rm neb}$ e a razão entre taxa de formação estelar recente e a passada (b), definida pela Equação 4.8 na Seção 4.5. Ou seja, as galáxias de menor metalicidade formam hoje mais estrelas do que no passado. O painel h mostra que a luminosidade em Hα, em muitos estudos usada como indicador da taxa de formação estelar recente, também correlaciona-se com $Z_{\rm neb}$.

4.4 Taxas de formação estelar em função do tempo

Já mostramos na Seção 3.3 uma maneira de comprimir as informações sobre as SSPs que saem do STARLIGHT para estudar histórias de formação estelar. Naquele caso, usamos a história cumulativa de massa das estrelas.

Outra forma de comprimir os dados é derivar a taxa de formação estelar em função do tempo. Obviamente, não podemos confiar individualmente em cada uma das 25 idades das SSPs da base. Como discutido na seção 4.2 de A07, estima-se que métodos fósseis têm uma resolução temporal entre 0.5 a 1 dex. Isso significa que podemos distinguir uma população de 10^8 de outra de 10^9 anos, mas não uma de 10^8 de outra de $10^{8.1}$ anos. Ou seja, não podemos confiar em cada uma das 25 idades das populações estelares da nossa base. Para diminuir a resolução dos nossos resultados, aplicamos um filtro gaussiano de 1 dex de largura a meia altura em $\log t_\star$ no vetor de fração de massa $\mu^c(t_\star)$ e de luz $x(t_\star)$, obtendo as suas versões suavizadas $\mu^c_s(t_\star)$ e $x_s(t_\star)$.

A taxa de formação estelar em função de $t_\star$ é obtida então a partir dessa versão suavizada das frações de massa:

$$\mathrm{SFR}(t_\star) = \frac{\mathrm{d}M^c_\star(t_\star)}{\mathrm{d}t_\star} \approx \frac{\Delta M^c_\star(t_\star)}{\Delta t_\star} = \frac{M^c_\star \log e}{t_\star}\frac{\mu^c_s(t_\star)}{\Delta \log t_\star}, \tag{4.2}$$

na qual $t_\star$ descreve as versões contínuas nos nossos vetores de população, com $\Delta \log t_\star = 0.1$ dex. O fator $\log e$ vem da transformação de $\mathrm{d}t_\star$ em $t_\star \mathrm{d}(\log t_\star)$:

$$\ln t_\star = \frac{\log t_\star}{\log e} \Rightarrow \mathrm{d}(\ln t_\star) = \frac{\mathrm{d}t_\star}{t_\star} = \frac{\mathrm{d}(\log t_\star)}{\log e}$$

Podemos definir também a taxa de formação estelar específica, isto é, em relação à massa atual em estrelas:

$$\mathrm{SSFR}(t_\star) = \frac{\mathrm{SSFR}(t_\star)}{M^c_\star} \approx \frac{\log e}{t_\star}\frac{\mu^c_s(t_\star)}{\Delta \log t_\star}. \tag{4.3}$$

A figura 8 de A07 mostra a história de formação estelar em 4 formas para cada faixa A–F em $Z_{\rm neb}$: x_s, SFR, SSFR e η^c (este último definido anteriormente pela Equação 3.2). No painel a, vemos que as faixas de maior $Z_{\rm neb}$ têm maior contribuição em luz de populações mais velhas, e as de menor $Z_{\rm neb}$, de populações mais jovens.

O painel b mostra a organização das faixas em $Z_{\rm neb}$ em SFR. As galáxias de maior metalicidade têm uma taxa de formação estelar mais plana e constante do que as de menor $Z_{\rm neb}$. As de menor $Z_{\rm neb}$ possuem uma taxa de formação estelar que cresce do passado até o presente, atingindo atualmente ($\sim 10^6$ anos atrás) uma taxa de formação estelar 100 maior do que quando foi formada ($\sim 10^{10}$ anos atrás). Em termos de quantidade absoluta de massa em estrelas, as galáxias de maior $Z_{\rm neb}$ ainda formam mais estrelas hoje do que as de menor $Z_{\rm neb}$.

O painel c mostra a organização das galáxias em faixas de $Z_{\rm neb}$ para a SSFR. As galáxias de menor metalicidade têm atualmente uma SSFR maior, o que significa que elas dobrariam em massa de estrelas mais rápido do que as galáxias de maior metalicidade. O painel d mostra a história cumulativa de massa, já discutida na Seção 3.4.

Como argumentamos em C07, $Z_{\rm neb}$ é antes uma consequência da evolução química, e não um ingrediente físico que afeta diretamente a evolução de uma galáxia. Portanto, dividimos também a nossa amostra pela massa $M_\star$ e pela densidade superficial de massa $\Sigma_\star$. Nas figuras 9 e 10 de A07 mostramos as diferentes representações da história de formação estelar em faixas desses dois parâmetros. As tendências encontradas com $Z_{\rm neb}$ são mantidas.

É importante observar que esses resultados estão baseados na média das curvas de SFHs para cada faixa de metalicidade, massa ou densidade. Na figura 7 de A07 mostramos a distribuição da SSFR para a faixas A e F de $Z_{\rm neb}$. As distribuições são assimétricas e aproximadamente log-normais para todas as idades. Apesar de as distribuições serem largas e se superporem, elas são diferentes entre si e a separação entre as faixas A–F é real. Testes Kolmogorov-Smirnov para *qualquer* par de faixas de $Z_{\rm neb}$ revelam que as distribuições são diferentes com 99% de confiança para *qualquer* $t_\star$.

4.5 Taxa de formação estelar atual

Para medir a taxa de formação estelar atual, um dos indicadores mais usados é a luminosidade em Hα (por exemplo, Kennicutt 1983). Este método *assume* que a SFR é constante durante o tempo de vida de estrelas massivas ionizantes, isto é, cerca de 10 milhões de anos. A taxa de fótons ionizantes converge então para:

$$Q_H = \mathrm{SFR}\, \mathcal{N}_H(\mathrm{IMF}, Z_\star), \tag{4.4}$$

onde $\mathcal{N}_H$ é o número de fótons com energia $h\nu_{\rm HI}$ maior do que 13.6 eV produzidos por uma SSP de uma massa solar ao longo de sua vida. $\mathcal{N}_H$ depende tanto da função inicial de massa quanto da metalicidade da população estelar. Para uma SSP de BC03 de metalicidade solar e IMF de Chabrier (2003) entre 0.1 e 100 $\mathrm{M}_\odot$, $\mathcal{N}_H = 4.47 \times 10^{60}$ fótons $\mathrm{M}\odot^{-1}$.

Assumindo o caso de recombinação B e que todos os fótons são absorvidos, 1 a cada 2.226 fótons ionizantes resulta em um fóton em Hα (Osterbrock & Ferland 2006), e portanto:

$$L_{\mathrm{H}\alpha} = h\nu_{\mathrm{H}\alpha}\frac{Q_H}{2.226}. \tag{4.5}$$

Combinando as Equações 4.5 e 4.4, podemos escrever SFR em uma função da luminosidade em Hα:

$$\mathrm{SFR}_{\mathrm{H}\alpha} = \frac{2.226 L_{\mathrm{H}\alpha}}{\mathcal{N}_H h\nu_{\mathrm{H}\alpha}} = 2.05\,\mathrm{M}_\odot\mathrm{yr}^{-1}\left(\frac{L_{\mathrm{H}\alpha}}{10^8\mathrm{L}_\odot}\right). \tag{4.6}$$

Para definir a taxa de formação atual a partir dos resultados da síntese, temos que integrar a equação 3.2 para obter a SFR nos últimos τ anos:

$$\overline{\mathrm{SFR}_\star}(\tau) = M_\star^c\frac{1-\eta_\star^c(\tau)}{\tau}. \tag{4.7}$$

A ideia é achar τ calibrando a $\mathrm{SFR}_{\mathrm{syn}}$ a partir da $\mathrm{SFR}_{\mathrm{H}\alpha}$. Pelo argumento acima, esse número deve ser consistente com 10^7 anos e uma incerteza de ± 0.5 dex, que é a resolução temporal máxima que deve ser possível atingir com a nossa síntese espectral para o SDSS. Para isso, o melhor método é correlacionar a SFR por unidade de área (Σ_{SFR}), evitando que a distância ou o tamanho da galáxia afetem a calibração (Kennicutt 1990).

Na figura 6 de A07, mostramos essa calibração. O painel a mostra o coeficiente de correlação de Spearman em função de τ para Σ_{SFR} (linha cheia) e para SFR (pontilhada). A flecha indica o ponto que a correlação é mais forte em Σ_{SFR}: $\tau = 24.5$ Myr. Os painéis b e c mostram as correlações entre $\mathrm{SFR}_{\mathrm{syn}}$ e $\mathrm{SFR}_{\mathrm{H}\alpha}$, e entre $\Sigma_{\mathrm{SFR}}(\mathrm{H}\alpha)$ e $\Sigma_{\mathrm{SFR}}(\mathrm{syn})$ usando o valor para τ definido pela calibração.

Podemos então definir a razão entre a SFR atual e passada como:

$$b = \frac{\overline{\mathrm{SFR}_\star}(\tau = 24.5\mathrm{Myr})}{\overline{\mathrm{SFR}_\star}(\tau = \tau_G)}, \tag{4.8}$$

onde τ_G é a idade das estrelas mais velhas em uma galáxia. Esse parâmetro é conhecido como parâmetro b de Scalo (Scalo 1986). Na Seção 4.3 havia sido mostrado que o parâmetro b tem uma forte correlação com a metalicidade Z_{neb}.

4.6 Efeitos de seleção e incertezas do modelo

Repetimos a nossa análise para várias seleções de amostra. Verificamos que nenhuma seleção afeta as tendências que encontramos nas SFHs; no máximo a curva de uma faixa em metalicidade assume o lugar da curva de uma faixa adjacente, mas todas as tendências se mantêm.

A figura 11 de A07 traz os resultados desses testes. Os painéis a e b revelam que a amostra de maior qualidade $\mathrm{SF}^{\mathrm{hq}}$ ($S/N > 6$ nas quatro linhas do BPT e $S/N > 20$ no contínuo) não difere muito da amostra usada ao longo do artigo. Os

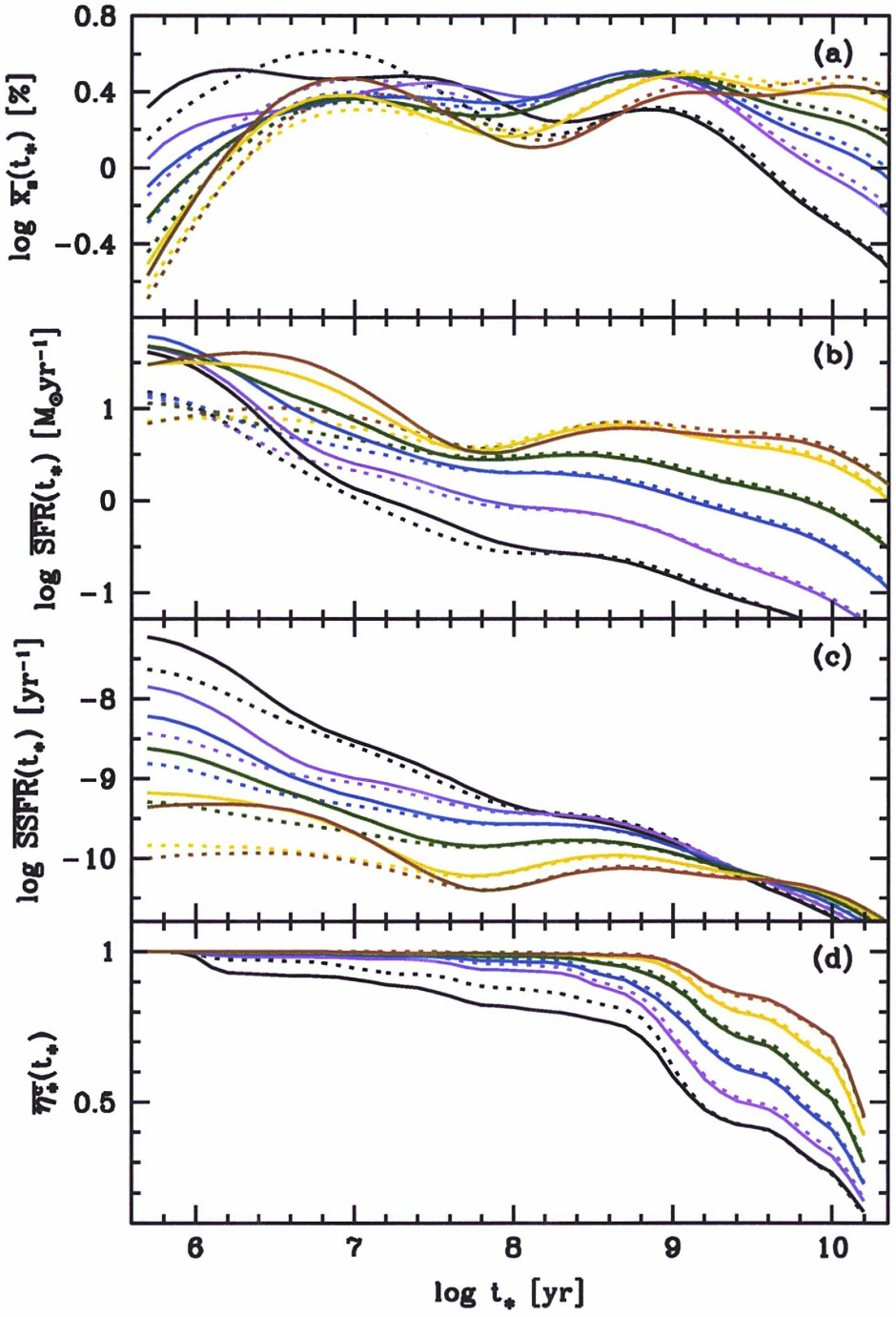

Figura 4.2: Histórias de formação estelar em diferentes representações para a amostra SF^{hq}. Cores diferentes representam as faixas em metalicidade nebular A (preto) a F (vermelho). Comparamos os resultados da síntese ajustados com apenas uma extinção estelar (linhas pontilhadas) e com extinção diferencial (linhas cheias). Essa figura é quase idêntica à figura 12 de A07, mas todas as faixas estão desenhadas para ressaltar que o efeito desses novos modelos é, no máximo, aproximar uma curva da curva de uma faixa adjacente.

painéis c e d ilustram o fato de que a escolha da linha de S06 para selecionar as galáxias SF no BPT não interfere nos nossos resultados: utilizando a linha de Kauffmann et al. (2003a) a diferença nas SFHs é quase imperceptível.

A inclinação de uma galáxia afeta a estimativa de $Z_{\rm neb}$, porque para as galáxias mais inclinadas observamos preferencialmente as partes mais externas e, portanto, de menor metalicidade. No entanto, eliminadas as galáxias muito inclinadas na amostra, as SFHs não mudam muito, como mostram os painéis e e f.

Estudamos também o efeito de abertura. No SDSS a abertura da fibra é a mesma para todas as galáxias, independente do seu *redshift* ou tamanho. Testamos então duas novas amostras: selecionando galáxias mais afastadas ($z \geq 0.05$) e galáxias que tivessem pelo menos metade da luz na banda z englobada pela fibra. Os painéis g–j mostram que essas duas seleções também não interferem nos nossos resultados.

Experimentos com outras bases de SSPs, como as com a biblioteca MILES (Sánchez-Blázquez et al. 2006) em vez da STELIB, revelaram que existem algumas idades em que surgem diferenças importantes, como ao redor de 1 bilhão de anos (Gomes 2009). No entanto, a separação e a ordenação das SFHs não mudou, e o nosso resultado continua robusto mudando a base de populações estelares.

Fizemos também testes aplicando extinções diferentes para estrelas jovens e velhas dentro de uma galáxia. A figura 4 de A07 mostra que a extinção nebular A_V^{neb} é cerca de duas vezes a extinção estelar para a nossa amostra. Como as populações jovens ionizantes devem estar próximas do gás ionizado dentro de uma galáxia, esse resultado implica também que as SSPs jovens devem sofrer um maior avermelhamento por poeira do que populações velhas.

Assim, forçamos os modelos com o STARLIGHT para aplicarem uma extinção $0.34 + 2.28A_V^\star$ para as SSPs mais jovens do que 10^7 anos, onde $A_V^\star$ é a extinção recuperada para as SSPs velhas e a relação anterior é o ajuste linear robusto para a relação A_V^{neb}–$A_V^\star$. O que se espera com esse teste é que o programa recupere uma fração maior de SSPs jovens, já que estamos forçando que elas sejam mais obscurecidas por poeira. Os resultados são mostrados na Figura 4.2. Novamente, o máximo que ocorre é a migração de uma curva de uma faixa $Z_{\rm neb}$ para a região onde estava a curva consecutiva, mas a organização das SFHs se mantém.

4.7 Sumário

A partir do registro fóssil das populações estelares em espectros integrados de galáxias, mostramos que galáxias SF de menor metalicidade (ou massa estelar, ou densidade superficial de massa) são as que hoje têm maior formação estelar específica. Isso é evidência do *downsizing* das galáxias.

Derivamos também a taxa de formação estelar atual a partir da síntese, calibrada a partir da SFR de Hα. Além de fornecer um teste para os nossos resultados da síntese, esse método pode ser aplicado para recuperar a SFR atual em galáxias nas quais não é possível estimar a SFR a partir de Hα, como as hospedeiras de AGN, onde parte da luminosidade em Hα é devida à ionização pela fonte de radiação central e não por estrelas jovens.

Capítulo 5

A evolução da relação massa–metalicidade

Este capítulo traz a análise e os principais resultados apresentados por Vale Asari et al. (2009) (de agora em diante V09), cujo artigo completo está disponível no Apêndice C. Investigamos a evolução da massa em estrelas e da metalicidade estelar média em galáxias de diferentes tipos (com formação estelar, Seyfert e passivas). Derivamos a relação massa–metalicidade ($M_\star$–$Z_\star$) para diferentes *redshifts* para o mesmo conjunto de galáxias. Usamos um modelo de evolução química simples de caixa fechada e encontramos que, para a nossa amostra, a relação $M_\star$–$Z_\star$ é consequência em primeira ordem das histórias de formação estelar, e não de ventos.

A redação desse artigo foi feita por mim e por Grażyna Stasińska. A evolução da massa e da metalicidade em estrelas foi derivada por mim e por Roberto Cid Fernandes Jr., como detalhada no Capítulo 3. A definição da amostra, a decisão de trabalhar com metalicidades estelares e a derivação da relação $M_\star$–$Z_\star$ com o *redshift* foram frutos de testes meus e da Grażyna. O modelo de evolução química foi definido por mim, Grażyna e Roberto Cid, e eu me encarreguei dos testes e ajustes. As medidas da fração de gás pela lei de Schmidt-Kennicutt foram feitas por mim baseadas em testes anteriores por Roberto Cid.

5.1 Análise de dados

Usamos nesse artigo os dados do DR5 do SDSS analisados com o STARLIGHT, como descrito no Capítulo 2. Selecionamos os objetos que estivessem de acordo com os seguintes critérios: $14.5 \leq m_r \leq 17.77$ (da definição do Main Galaxy Sample do SDSS), fração da luz na banda z maior do que 20% (para evitar objetos da Via Láctea e diminuir os efeitos de abertura) e $S/N \geq 10$ no contínuo ao redor de 4750 Å (para que os modelos da síntese sejam confiáveis). Restringimo-nos a analisar uma pequena faixa em *redshift*, $|z - 0.1| < 0.015$, cujo centro foi escolhido como a mediana da distribuição de z para os objetos do SDSS. A nossa amostra final tem 82662 objetos.

Assim como em C07 e A07, dividimos a nossa amostra em faixas de massa estelar de 0.3 dex de largura, centrados em $\log M_\star/\mathrm{M}_\odot = 10.0$ (faixa A), 10.3 (B), 10.6 (C), 10.9 (D), 11.2 (E) e 11.5 (F).

5.2 A evolução da relação $M_\star$–$Z_\star$

Na Seção 3.3, definimos funções cumulativas para a evolução da massa ($\eta_\star^c(t)$) e da metalicidade estelar ($\overline{Z_\star}(t)$) para galáxias SF. Na figura 1 de V09, mostramos essas

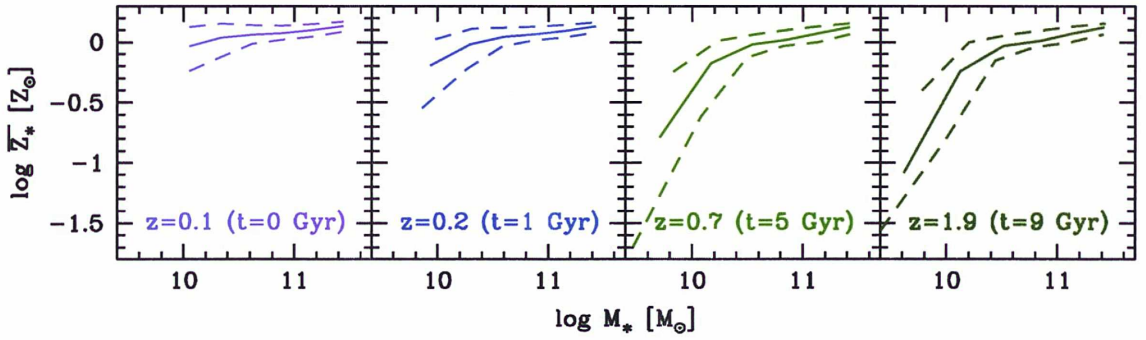

Figura 5.1: A relação massa–metalicidade para diferentes *redshifts*. As linhas cheias marcam a mediana, e as tracejadas, 25 e 75% da distribuição. Essa figura expande a informação condensada no painel à direita da figura 2 de V09.

mesmas curvas para a nossa amostra de 82662 objetos dividida em faixas de $M_\star$, que inclui *todos* os tipos de galáxias. Vemos de novo o efeito de *downsizing*: as galáxias de maior massa tiveram uma formação de estrelas e uma produção de metais muito rápida no passado.

Desde Lequeux et al. (1979), que observou a correlação entre luminosidade e a metalicidade nebular, a relação luminosidade (ou massa) e metalicidade é usada para entender a evolução química de galáxias. Portanto, uma forma didática de olhar a figura 1 de V09 é plotando a relação $M_\star$–$\overline{Z_\star}$ para um tempo dado. Mostramos essas curvas na Figura 5.1.

Assumindo que a fusão de galáxias é insignificante na faixa de *redshifts* que estudamos (≤ 1.9), encontramos que relação $M_\star$–$\overline{Z_\star}$ em *redshifts* mais altos é mais inclinada e inclui mais objetos de baixa massa e metalicidade do que a relação para pequenos *redshifts*. Vemos também que as galáxias mais massivas passaram por pouca evolução na massa e na metalicidade nos últimos 9 bilhões de anos.

Essa é a primeira vez que se mostra a evolução da relação $M_\star$–$Z_\star$ para *o mesmo conjunto* de galáxias. Em geral os estudos em altos *redshifts* estudam objetos diferentes e comparam-nos a objetos a baixo *redshift* (por exemplo, Savaglio et al. 2005; Maiolino et al. 2008). No entanto, tais estudos estão sujeitos a vieses, principalmente com respeito à calibração das metalicidades nebulares (ver Stasińska 2008).

5.3 Modelo simples para a evolução química

A causa da relação M–Z é há muito tempo objeto de muitas especulações. Garnett (2002) e Tremonti et al. (2004), por exemplo, encontraram que a perda de gás por ventos determina a forma da relação M–Z. Em galáxias pequenas (de magnitude na banda $B > -18$ para Garnett e massa $< 10^{10}$ $M_\odot$ para Tremonti et al.), o potencial gravitacional não é suficiente para evitar a perda do gás enriquecido por ventos ou explosões de supernova. Finlator & Davé (2008), por outro lado, afirmam que simulações cosmológicas hidrodinâmicas favorecem o cenário em que as galáxias são

invadidas por ventos de gás pristino. Nesse caso, as galáxias menores seriam mais afetadas e teriam a sua concentração de metais mais diluída pela entrada de gás. Köppen, Weidner, & Kroupa (2007) chamam a atenção para possíveis diferenças na função inicial de massa *integrada*, isto é, galáxias mais massivas formariam aglomerados de estrelas mais massivos, que por sua vez contêm mais estrelas massivas capazes de enriquecer o meio interestelar mais rapidamente.

Para testar os diferentes cenários de evolução química, tomamos aqui o modelo mais simples possível. A ideia é testar se as nossas curvas de $\overline{Z_\star}(t)$ são compatíveis com um modelo de evolução química simples de caixa fechada, com metalicidade inicial nula, e usando a aproximação de reciclagem instantânea e yield (y) contante. Para esse modelo, a fração de massa em metais dentro de estrelas para a idade t é dado por (ver equação 35 de Edmunds 1990):

$$\overline{Z_\star}(t) = y - y\frac{f(t)\ln(1/f(t))}{(1-f(t))}, \tag{5.1}$$

onde $f(t)$ é a fração em massa do gás e y é a razão entre a massa dos metais expelidos por geração de estrelas e a massa restante em estrelas (o "yield"). A fração em massa dos gás é definida como:

$$f(t) = 1 - \left(\frac{1-R}{M_T}\right)\int_t^{t_0} \mathrm{SFR}(t')\,\mathrm{d}t', \tag{5.2}$$

onde M_T é a massa total da galáxia em estrelas e gás, R é a fração de gás retornada devido a ventos estelares e supernovas e t_0 é a idade da população mais velha na base.

Na Seção 4.4, escrevemos a SFR em função de $\mu_\star^c$, a fração de massa com que uma SSP contribui para uma galáxia segundo o ajuste com o STARLIGHT. Podemos então reescrever a Equação 4.2 da seguinte maneira:

$$\mathrm{SFR}(t)\Delta t = M_\star^c \mu_\star^c(t), \tag{5.3}$$

onde $M_\star^c$ é a massa total convertida em estrelas, de forma que $M_\star^c = M_\star/(1-R)$. Usando as Equações 3.2 e 5.3, $f(t)$ pode ser reescrito como uma função da função cumulativa de massa $\eta_\star^c(t)$:

$$f(t) = 1 - (1 - f_{\mathrm{now}})\eta_\star(t), \tag{5.4}$$

onde f_{now} é a fração em massa do gás atual. Dessa forma, usando as equações 5.1 e 5.4 podemos derivar $\overline{Z_\star}(t)$ para o modelo da caixa fechada. Dado que $\eta_\star(t)$ vem da análise como STARLIGHT, os dois parâmetros livres restantes são o yield y e a fração de gás atual f_{now}.

O valor para y é não é bem conhecido, por isso optamos por estimá-lo empiricamente. Para isso, precisamos antes ter uma estimativa para o parâmetro f_{now}. Para as galáxias com formação estelar, a lei empírica de Schmidt-Kennicutt (Kennicutt 1998) relaciona a fração em massa do gás com a SFR recente derivada da luminosidade em Hα (ver discussão sobre a $\mathrm{SFR}_{\mathrm{H}\alpha}$ na Seção 4.5). Para aplicar a lei de Schmidt-Kennicutt, dividimos nossa amostra em três tipos de galáxias: SF (selecionando objetos pela linha de S06 no BPT), Seyfert (acima da linha definida por

Schlickmann 2008 e com log [N II]/Hα > −0.3) e aposentadas (conceito que será melhor explicado no Capítulo 6; engloba galáxias passivas e aquelas que não tem eventos de formação estelar recente).

Calculamos então $f_{\rm now}$ a partir da lei de Schmidt-Kennicutt para a faixa de maior massa das galáxias SF (E). Se ventos forem importantes, esta deveria ser a faixa menos afetada e, portanto, a melhor para aplicar o modelo da caixa fechada. Ajustamos y de forma que a curva $\overline{Z_\star}(t)$ calculada pelo modelo da caixa fechada melhor se aproximasse a curva derivada pela síntese. Encontramos então $y = 0.03$, valor compatível com a estimativa $y = 0.04$ baseada no yield do oxigênio de Woosley & Weaver (1995) para a IMF de Chabrier (2003).

A faixa E está bem ajustada por definição. Usamos então $y = 0.03$ para ajustar o parâmetro $f_{\rm now}$ e obter a $\overline{Z_\star}(t)$ do modelo de caixa fechada para as outras faixas de massa. O ajuste foi feito a olho, dando prioridade a modelar a região de idades $< 10^9$ anos, porque região de idades maiores do que 1 bilhão de anos apresenta problemas sistemáticos. A figura 3 de V09 mostra os resultados dos ajustes. Para as galáxias SF, conseguimos modelar bem todas as curvas de metalicidade. Vale notar também que as frações de gás derivadas por esse método são muito parecidas com as calculadas pela lei de Schmidt-Kennicutt (novamente, para a faixa E a compatibilidade é por construção).

As galáxias aposentadas/passivas e Seyferts também são bem modeladas. Encontramos que as Seyferts têm evoluções mais parecidas com as aposentadas do que com as SF.

A evolução da metalicidade estelar derivada pela síntese pode ser bem reproduzida pelo modelo simples de caixa fechada para toda a faixa de massa e tipos de galáxias analisados nesse estudo. Isso implica que as histórias de formação estelar devem ser o principal parâmetro físico que dita a forma da relação M–Z para essas galáxias. Outros fatores, como ventos, podem ter um efeito secundário nessa relação.

5.4 Sumário

Derivamos a evolução em função do *redshift* da relação $M_\star$–$Z_\star$ a partir de registros fósseis para o *mesmo* conjunto de galáxias. A partir de um modelo de evolução química simples, argumentamos que as histórias de formação estelar são o parâmetro físico principal para a forma da relação massa–metalicidade para galáxias com massa maior do que $10^{9.85}$ $M_\odot$. Esses resultados mostram uma tendência clara em $Z_\star$, mas ainda não se sabe a confiança com que $Z_\star$ pode ser recuperado pela síntese com os modelos de SSPs atuais.

Capítulo 6

As LINERs ionizadas por estrelas

Este capítulo traz a análise e os principais resultados apresentados por Stasińska et al. (2008) (de agora em diante S08), cujo artigo completo está disponível no Apêndice D. Nesse estudo, voltamos o foco para a asa direita do diagrama BPT. As galáxias nessa asa normalmente são classificadas em Seyferts ou LINERs, uma nomenclatura que sugere um buraco negro central ativo (Ho 2008). No entanto, argumentamos que alguns dos objetos cujo espectro de emissão é semelhante ao de LINERs podem ser galáxias que pararam de formar estrelas e que não têm atividade nuclear. A partir dos resultados da síntese de populações estelares e de modelos de fotoionização, mostramos que essas galáxias *aposentadas* são compatíveis com a ionização por estrelas quentes velhas (do pós-ramo assintótico das gigantes e anãs brancas).

A redação desse artigo foi feita em grande parte por Grażyna Stasińska e Roberto Cid Fernandes Jr. Nesse estudo, a previsão de Hα a partir das populações estelares foi desenvolvida por Roberto Cid e Jean Michel Gomes; eu verifiquei e refinei o procedimento de cálculo. A divisão do diagrama BPT em coordenadas polares e a análise da previsão da luminosidade em Hα e da dureza da radiação ao longo das asas foi feita por mim e Grażyna Stasińska. O estudo das incertezas e da forma da asa direita foram um trabalho conjunto feito por mim, Grażyna e Roberto Cid. Os modelos de fotoionização foram feitos pela Grażyna.

6.1 Análise de dados

Usamos os dados do DR5 do SDSS analisados com o STARLIGHT e o nosso programa de medidas de linhas de emissão como descrito no Capítulo 2. Aplicamos os seguintes cortes adicionais à nossa amostra: $14.5 \leq m_r \leq 17.77$ (da definição da Main Galaxy Sample do SDSS), $S/N \leq 10$ ao redor de 4750 Å (para garantir um bom ajuste com a síntese), $z \geq 0.002$ (para excluir fontes intragaláticas) e fração de luz na banda z dentro da fibra $> 20\%$ (para diminuir efeitos de abertura).

Consideramos apenas os objetos que podem ser plotados com segurança no diagrama BPT. Aplicando o corte de $S/N > 3$ nas quatro linhas do diagrama, a nossa amostra final conta com 131287 objetos.

A fim de estudar tendências ao longo do BPT, dividimos o diagrama em coordenadas polares (figura 1 de S08). O centro do eixo de coordenadas foi escolhido para coincidir com o ponto de inflexão da mediana da distribuição de log [O III]/Hβ em função de log [N II]/Hα para a nossa amostra. O diagrama foi dividido em 40 partes no ângulo θ e 18 partes no raio r. A asa correspondente às galáxias SF de menor

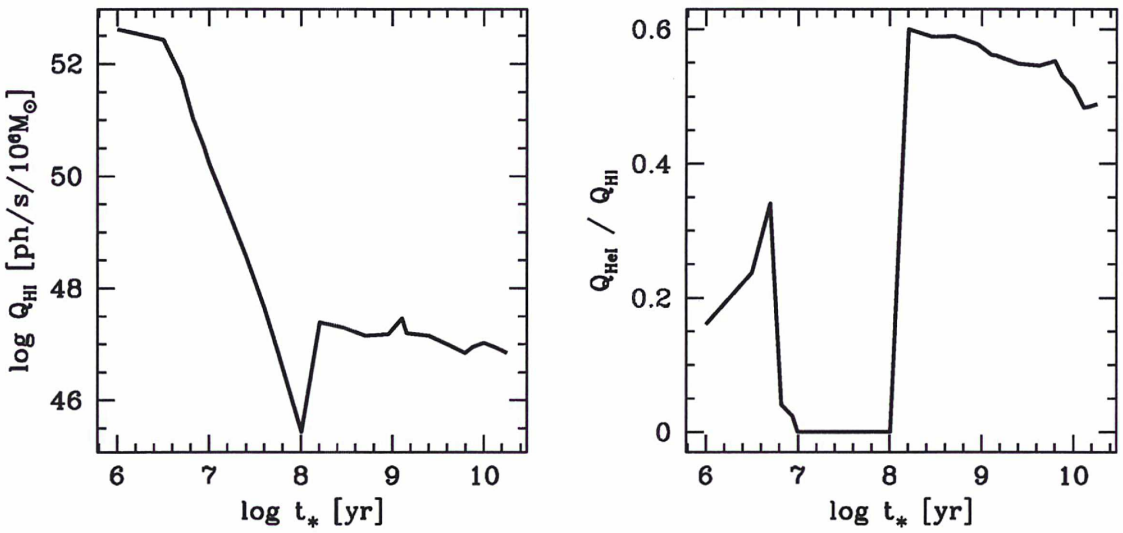

Figura 6.1: Evolução com o tempo do número de fótons ionizantes $Q_{\mathrm{H\,I}}$ e da dureza da radiação, quantificada pela razão $Q_{\mathrm{He\,I}}/Q_{\mathrm{H\,I}}$. Essas curvas foram produzidas para uma população estelar de BC03 com metalicidade solar formada em um *burst* instantâneo. Note que as populações velhas ($t \geq 10^8$ anos) ainda produzem fótons capazes de ionizar o hidrogênio, mas em uma quantidade de 4 a 5 ordens de grandeza menor do que quando jovem. Por outro lado, a dureza da ionização aumenta com a idade. Ambos efeitos, diminuição do número de fótons capazes de produzir Hα e aumento da dureza da radiação, podem produzir um espectro de emissão parecido com o das LINERs.

metalicidade está em $\theta \sim 117°$ (marcada em azul claro), a de maior metalicidade em $\sim -94°$ (azul escuro), as Seyferts em $\sim 77°$ (verde) e as LINERs em $\sim 59°$ (vermelho). Analisamos cada uma dessas faixas em função da posição radial ($i_r = 0$ a 17).

6.2 A fonte de ionização em galáxias aposentadas

Certas tendências astrofísicas só foram reveladas pela quantidade abismal de dados dos últimos tempos. A forma de *gaivota* do diagrama BPT, por exemplo, só apareceu claramente a partir de estudos do SDSS (por exemplo, Kauffmann et al. 2003a). A asa direita revelou-se também mais larga do que a asa das SF. Em estudos anteriores aos com os dados do SDSS (por exemplo, Ho et al. 1997) já se separava que essa região do BPT em duas famílias de objetos: Seyferts (na parte de cima) e *low-ionization nuclear emission regions* (LINERs, na parte de baixo).

As linhas de emissão características das LINERs na faixa visível do espectro, no entanto, não são exclusivas de galáxias com atividade nuclear, valendo às LINERs a alcunha de "caixinha de surpresas". Outros fenômenos físicos podem fornecer uma fonte de ionização dura e produzir espectros parecidos com os de LINERs, como ondas de choque no gás e explosões de supernova em regiões de formação estelar ao redor do

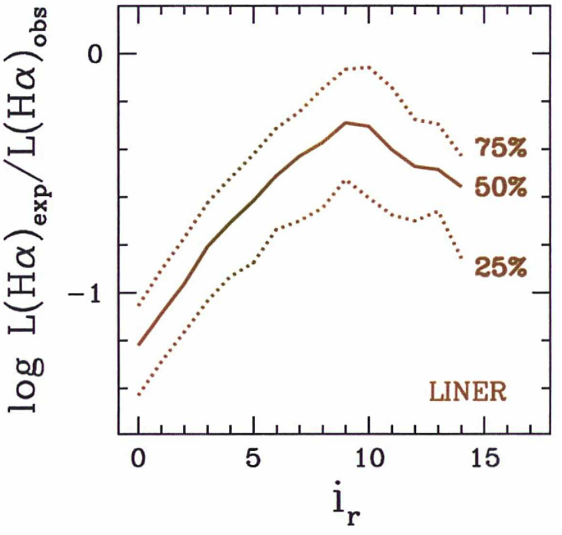

Figura 6.2: Variação com a posição radial i_r da razão entre luminosidade de Hα esperada e a observada. Esta é uma simplificação da figura 2 de S08: são graficadas apenas os quartis e medianas para a sequência das LINERs e caso O (isto é, levando em conta apenas a produção de Hα por populações mais velhas do que $10^{7.5}$ anos).

núcleo de uma galáxia (Heckman 1987). Portanto, sem evidências de atividade nuclear em outros comprimentos de onda, uma galáxia na região das LINERs no diagrama BPT não necessariamente é hospedeira de AGNs, ao contrário do que sugere o termo "asa direita das AGNs".

Consideremos uma outra fonte de ionização que produz espectros do tipo LINER. Trinchieri & di Serego Alighieri (1991), Binette et al. (1994) e Taniguchi, Shioya, & Murayama (2000) encontraram que estrelas quentes na fase pós-ramo assintótico das gigantes (pós-AGB, do inglês *asymptotic giant branch*) e anãs brancas podem prover uma fonte de ionização compatível com as linhas de emissão em galáxia elípticas com pouco gás e sem formação estelar atual. O painel à esquerda da Figura 6.1 mostra a evolução com a idade do número de fótons com energia $\geq$ 13.6 eV ($Q_{\rm H\,I}$), isto é, capazes de ionizar o hidrogênio, para uma população estelar de metalicidade solar de BC03. Quando essa SSP atinge 10^8 anos, ela ainda produz uma quantidade significativa de fótons ionizantes. O painel à esquerda da Figura 6.1 mostra a evolução da razão $Q_{\rm He\,I}/Q_{\rm H\,I}$, onde $Q_{\rm He\,I}$ é o número de fótons capaz de ionizar uma vez o hélio ($\geq$ 24.6 V). Quanto maior $Q_{\rm He\,I}/Q_{\rm H\,I}$ mais fótons de alta energia são fornecidos; ou seja, essa razão quantifica a dureza da fonte de ionização. As estrelas mais velhas, portanto, produzem um espectro de radiação mais duro do que estrelas jovens.

A pergunta que nos propomos responder é se as LINERs do SDSS podem ser explicadas apenas por populações estelares. Para isso, estudamos o espectro ionizante das populações estelares recuperadas com o STARLIGHT.

6.2.1 Número de fótons ionizantes

Como mostramos na Figura 6.1, em comparação com as velhas, estrelas jovens dominam a luminosidade em Hα. Por isso, ao longo da nossa análise consideramos dois casos: o espectro ionizante devido a todas as populações estelares (caso F, do inglês *full*) e apenas devido a populações estelares mais velhas do que $10^{7.5}$ anos (caso O, de *old*).

Calculamos então o número de fótons ionizantes $Q_{\rm H\,I}$ produzido pelo espectro ionizante médio de cada faixa do BPT. Pelos mesmos argumentos da Seção 4.5, podemos derivar a luminosidade em Hα supondo que todos os fótons são absorvidos. Essa é luminosidade máxima em Hα esperada, $L(\mathrm{H}\alpha)_{\rm exp}$.

Para cada uma das sequências de galáxias (SF, Seyfert, LINERs) definidas na figura 1 de S08, comparamos a $L(\mathrm{H}\alpha)$ esperada com a observada a partir da razão $L(\mathrm{H}\alpha)_{\rm exp}/L(\mathrm{H}\alpha)_{\rm obs}$ para os casos F e O. A figura 2 de S08 mostra esses resultados. Vamos nos concentrar em duas sequências: a de SF caso F (em azul escuro, linhas contínuas) e a de LINERs caso O (em vermelho, linhas pontilhadas).

Para as SF, não temos nenhum problema em explicar a emissão em Hα usando todas as populações estelares. Isso é mais um teste de sanidade para verificar se as populações recuperadas com o STARLIGHT são razoáveis, e é outra forma de visualizar a compatibilidade entre a SFR atual derivada por Hα e pela síntese (ver Seção 4.5).

A Figura 6.2 mostra uma versão simplificada da figura 2 de S08, apenas para o caso O das LINERs. Para essa sequência, as populações estelares velhas chegam a explicar a emissão em Hα para até 25% dos objetos ($L(\mathrm{H}\alpha)_{\rm exp}/L(\mathrm{H}\alpha)_{\rm obs} > 0.5$ para as faixas $i_r > 7$). É óbvio que essa porcentagem é incerta por diversos motivos (ver Seção 6.2.3), mas ainda assim revela que uma porção dos objetos chamados LINERs podem ser galáxias *aposentadas* — isto é, que pararam de formar estrelas — cujo gás é ionizado por estrelas velhas e não por um núcleo ativo.

6.2.2 Modelos de fotoionização

Hα pode ser explicado só com populações velhas. E quanto às outras linhas de emissão? Para responder essa pergunta, fizemos modelos de fotoionização com o código PHOTO. A radiação ionizante para todos os modelos foi considerada como sendo o espectro típico das das populações velhas (caso F) para a faixa $i_r = 7$ da sequência das LINERs (marcado em laranja na figura 1 de S08). Tomamos como o espectro típico aquele correspondente à galáxia cuja dureza do campo ionizante dada por $Q_{\rm HeI}/Q_{\rm HI}$ fosse a mediana da distribuição dessa variável na faixa. Mais detalhes dos modelos encontram-se em S08.

Os modelos de fotoionização para diferentes metalicidades e parâmetros de ionização U são mostrados na figura 5 de S08. Os modelos cobrem a maior parte dos diagramas de diagnóstico, incluindo a região onde ficam as LINERs. Portanto, todas as razões de linhas desses diagramas podem ser reproduzidas a partir das SSPs velhas, a saber [O III]λ5007/Hβ, [N II]λ6584Ha, [O II]λ3727/Hβ, [S II]$\lambda\lambda$6717+6731/Hα e [O I]λ6300/Hα.

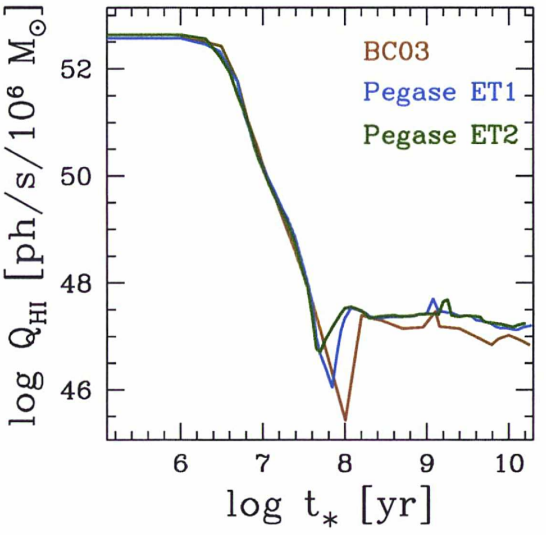

Figura 6.3: Como o painel à esquerda da Figura 6.2, mas para diferentes populações estelares de metalicidade solar: BC03, em vermelho; PEGASE com caminhos evolutivos de Bressan et al. (1993) em azul; e PEGASE com caminhos evolutivos de Schaller et al. (1992) e Charbonnel et al. (1996) em verde. Ao redor de 10^8 anos a diferença entre os modelos chega até a 1 ordem de magnitude e cai para 0.2–0.3 dex em idades mais avançadas.

6.2.3 Incertezas

Como vimos, os nossos modelos de fotoionização com populações velhas explicam bem as razões de linhas das LINERs. No entanto, para apenas 25% das nossas LINERs conseguimos explicar a luminosidade em estrelas velhas. Uma maneira precipitada de interpretar esse número é dizer que um quarto das LINERs no universo local são, na verdade, galáxias aposentadas.

No entanto, essa quantidade é apenas um indicativo de que devem existir galáxias aposentadas passando-se por LINERs na nossa amostra, e não deve ser tomada como um número estatisticamente significativo. Em primeiro lugar, a nossa amostra deveria ser completa em volume para ser representativa do que acontece no Universo local. Em segundo lugar, a própria síntese tem incertezas associadas (Cid Fernandes et al. 2005), e mudanças leves entre populações estelares podem fazer essa porcentagem de galáxias aposentadas flutuar.

Por último, e talvez mais importante, os modelos de populações estelares para a parte do contínuo < 13.6 eV é incerta. Para a base de SSPs de BC03 que usamos, a uma idade de 10^8 anos, há uma variação de 0.3 a 1.0 dex em $Q_{\rm HI}$ entre as populações de menor e maior metalicidade. Considerando bases diferentes, como a BC03 e a PEGASE (Fioc & Rocca-Volmerange 1997), as diferenças vão também de 0.2 a 1.0 dex para a metalicidade solar, como mostra a Figura 6.3. Desconfiamos que essas diferenças sejam devidas principalmente à relação massa inicial–final em anãs brancas.

6.3 A asa direita da gaivota explicada

Já sabe-se bem por que a asa das SF é estreita: ali estão interligados a metalicidade, o campo de radiação e o parâmetro de ionização (Dopita et al. 2006). A asa direita, por outro lado, não tem razões físicas para ser uma sequência estreita. De acordo com os modelos de fotoionização, que cobrem todo o diagrama BPT exceto a região das Seyferts mais extremas, as galáxias aposentadas deveriam aparecer por toda a parte.

Muitos dos espaços vazios do BPT são produto de efeitos de seleção. Galáxias aposentadas de baixa metalicidade, por exemplo, mesmo se existissem, estariam abaixo do nível de detecção do SDSS (ver explicação sobre a figura 6 em S08). Isso elimina os modelos entre as duas asas e abaixo da asa das SF.

Também argumentamos que, abaixo da gaivota, a sequência das SF deveria continuar, sendo preenchida por galáxias de maior metalicidade. O fato é que essas galáxias são tão ricas em metais que a temperatura eletrônica fica muito baixa e, a partir de um certo limite, [O III]λ5007 não pode mais ser excitado. Na asa direita, tanto núcleos ativos quanto estrelas velhas produzem uma radiação dura o suficiente para evitar esse fenômeno. Achamos galáxias de baixo [O III] na nossa amostra, e elas são compatíveis com a sequência de massa–metalicidade das SF (figura 7 de S08).

Outras galáxias estão ainda faltando no BPT, como as de baixo S/N em Hβ, por exemplo. Essas galáxias são estudadas junto com outras de linhas de emissão fracas por Cid Fernandes et al. (2010), onde mostramos que a esmagadora maioria delas são aposentadas.

6.4 Sumário

A classificação de galáxias como LINERs com base somente em razões de linhas de emissão ópticas cria, na verdade, um grupo heterogêneo de objetos sujeitos a diferentes cenários físicos. Mostramos que é possível explicar uma fração significativa de LINERs do SDSS como sendo ionizadas por populações velhas apenas, sem a necessidade de núcleos ativos. Este foi o primeiro estudo a considerar esse cenário no SDSS e a calcular a ionização a partir das SSPs recuperadas a partir de métodos fósseis (em contraste com as populações estelares escolhidas por Trinchieri & di Serego Alighieri 1991, Binette et al. 1994 e Taniguchi et al. 2000). Em consequência disso, os estudos que consideram todas as LINERs como hospedeiras de AGN devem ser revistos.

Capítulo 7

Conclusões e Perspectivas

7.1 Sumário

Aplicamos o nosso algoritmo de síntese espectral STARLIGHT a 573141 galáxias do Data Release 5 do SDSS, utilizando uma base de 150 populações estelares de diferentes idades e metalicidades de BC03. Dessa análise derivamos várias propriedades físicas desses objetos, tais como a massa em estrelas, a atenuação por poeira, a idade e a metalicidade média das populações estelares.

Subtraindo a contribuição estelar do espectro observado, obtivemos o espectro puramente nebular. Medimos então no espectro residual as linhas de emissão com um algoritmo automático. A partir dessas medidas, obtemos informações sobre a abundância de elementos químicos no gás, a extinção, e até mesmo a temperatura, a taxa de formação estelar atual e a fração de gás em relação à massa total da galáxia para alguns objetos. Ainda, podemos usar diagramas de diagnóstico, como o [N II]/Hα. vs. [O III]/Hβ para classificar galáxias em diferentes tipos, como SF, Seyfert ou LINERs.

Aproveitamos essa quantidade fenomenal de dados para estudar as propriedades e a evolução *intrínseca* das galáxias com formação estelar. A partir das populações estelares, derivamos a taxa de formação estelar em função do tempo para galáxias SF marginalizado a metalicidade. Também derivamos a metalicidade estelar média em função do tempo. Encontramos que as galáxias cujo meio interestelar é menos enriquecido e de menor massa estelar atual foram mais lentas em formar estrelas, e hoje têm uma taxa de formação estelar específica mais alta. O enriquecimento químico das estrelas também se deu de forma mais gradual nesses objetos. Por outro lado, as galáxias de maior metalicidade nebular e de maior massa formaram grande parte das suas estrelas há muito tempo e de forma rápida. O enriquecimento químico nessas últimas também ocorreu mais depressa. Esses resultados estão de acordo com o cenário de *downsizing* de galáxias.

A partir dos resultados da síntese, derivamos também a taxa de formação estelar recente para as galáxias SF, calibrada a partir da luminosidade em Hα. Esse exercício mostrou que as medidas independentes para a SFR derivadas pela síntese e pelas linhas de emissão são compatíveis. Essa calibração ainda pode ser usada em galáxias hospedeiras de AGN, nas quais Hα não deve ser usada como indicador de formação estelar porque essa linha também é produzida pela ionização pela fonte central, e não apenas por estrelas jovens e quentes.

Estudamos ainda a evolução *cósmica* das galáxias do SDSS. Obtivemos a evolução da relação massa–metalicidade dos *redshift* 0.1 a 1.9 para galáxias de todos

os tipos do SDSS. Usamos nesse estudo a metalicidade estelar, que está livre dos vieses que afetam a metalicidade nebular. Encontramos que, para *redshifts* maiores, a relação $M_\star$–$Z_\star$ é mais inclinada e se estica até massas e metalicidades menores. Esse resultado, novamente, é outra faceta do *downsizing* de galáxias. Mostramos que podemos modelar $Z_\star(t)$ a partir de um modelo simples de caixa fechada para objetos de massa $> 10^{9.85}\mathrm{M}_\odot$. Isso implica que a forma relação massa–metalicidade deve ser mais influenciada pelas diferenças em histórias de formação estelar das galáxias do que por ventos.

Por fim, estudamos as galáxias da asa direita "das AGNs" do diagrama de diagnóstico BPT. Mostramos que a luminosidade em Hα e a razão entre linhas de emissão de várias galáxias classificadas como LINERs podem ser explicadas pela ionização dura de estrelas velhas (pós-AGB e anãs brancas, por exemplo). Portanto, algumas LINERs do SDSS não devem ter atividade nuclear. Estudos sobre AGNs devem levar em conta essa população de galáxias *aposentadas* que parecem LINERs, a fim de evitar conclusões precipitadas sobre a evolução de galáxias e a relação entre a atividade nuclear e formação estelar no Universo local.

7.2 Trabalhos em curso e futuros

Listo a seguir alguns dos projetos em curso que aprofundam as técnicas e os estudos da evolução de galáxias a partir de métodos fósseis.

1. **Contínuo nebular.** Uma das ferramentas que usamos em muitos dos nossos estudos é a síntese de população estelares com o algoritmo STARLIGHT. Esse algoritmo assume que o espectro de uma galáxia é uma mistura de populações estelares simples e acha a melhor combinação dessas populações. Isso é bastante razoável para a maioria das galáxias do SDSS. No entanto, para galáxias de metalicidade muito baixa, sabemos que o gás pode contribuir para o contínuo espectral em uma proporção não desprezível quando comparado às estrelas. Desenvolvi um programa que calcula o contínuo nebular nesses casos e apliquei ao Data Release 7 do SDSS. A Figura 7.1 traz um exemplo de ajuste sem e com correção pelo contínuo nebular. Verificamos que essa é uma melhoria técnica muito importante para galáxias de baixa metalicidade, e estudaremos mais adiante as mudanças da propriedades recuperadas com a síntese para esses objetos.

2. **Detecção de linhas de emissão fracas em galáxias SF.** Outra investigação iniciada durante o doutorado é a de linhas de emissão fracas em espectros combinados de galáxias SF. Queremos combinar os espectros de galáxias de propriedades semelhantes, como, por exemplo, pela massa em estrelas ou pelas suas linhas de emissão fortes. Essa é uma maneira de aumentar a razão sinal–ruído e detectar linhas fracas que ficavam escondidas no ruído dos espectros individuais. Já fiz alguns testes preliminares e consegui, com esse método, detectar a linha de [N II]λ5755 em galáxias SF (um exemplo é mostrado na Figura 7.2), que

pode ser usada para calcular *diretamente* a abundância de elementos químicos em galáxias.

3. **Medida de abundâncias de elementos químicos a partir de linhas de emissão fortes.** Começamos a desenvolver uma malha de modelos de fotoionização que servirá de base para calcular a abundância de elementos químicos em galáxias a partir de suas linhas de emissão fortes. A nossa idéia é atualizar o método desenvolvido por McGaugh (1991), criando uma malha bem mais fina de modelos e sem assumir uma relação entre as abundâncias N/O e O/H. Encontramos diversas dificuldades inesperadas, e estamos investigando métodos melhores para o cálculo e se as malhas que escolhemos são as mais adequadas para o nosso problema físico. A Figura 7.3 mostra resultados preliminares desse método para galáxias de baixa metalicidade do SDSS.

4. **A população de galáxias "esquecidas".** Estudamos as propriedades físicas de galáxias de linhas de emissão fracas. Esse tipo de objeto é geralmente negligenciado em estudos de galáxias com linhas de emissão, mas mostramos que eles são uma população muito numerosa e importante para entender o ciclo de vida das galáxias locais. Já submetemos o primeiro artigo sobre esse tema (Cid Fernandes et al. 2010) e estamos escrevendo outro com ênfase na natureza física dessas galáxias. A Figura 7.4 mostra como as LINERs e as Seyferts diferem em termos de massa, $\xi \equiv L(H\alpha)_{\rm obs}/[L(H\alpha)_{\rm exp}(t > 10^8{\rm yr})]$, dispersão de velocidades e histórias de formação estelar. Queremos também verificar se as LINERs "reais" e as "aposentadas" são diferentes; por exemplo, podemos procurar evidências de AGNs para esses objetos, como linhas largas no ótico (pela combinação de espectros), variabilidade em raio-X, ou poeira no infravermelho.

5. **Tendências ao longo da relação massa–metalicidade.** As Figuras 7.5 a 7.12 mostram como vários parâmetros físicos variam com a relação massa estelar–metalicidade nebular. Esses resultados preliminares foram os que primeiro motivaram o estudo da relação $M_\star$–$Z_\star$. Um dos grandes desafios desses estudos é entender quais relações são realmente físicas e quais os parâmetros que causam essas correlações.

6. **Outras faixas espectrais.** Queremos estender os nossos estudos para outros comprimentos de onda, para obter mais informações sobre o gás, as populações estelares, os AGNs, jatos, poeira, e variabilidade na luminosidade das galáxias em *redshifts* baixos. Para isso, iremos procurar objetos no SDSS que estejam em outros catálogos, como o GALEX (ultravioleta). Além disso, as galáxias em *redshifts* mais altos têm o seu espectro óptico deslocado para o infravermelho; para estudá-las, devemos saber lidar com os problemas e vantagens que dessa faixa espectral. Para isso, precisaremos modificar o STARLIGHT para ajustar bandas espectrais e espectros amostrados inomogeneamente.

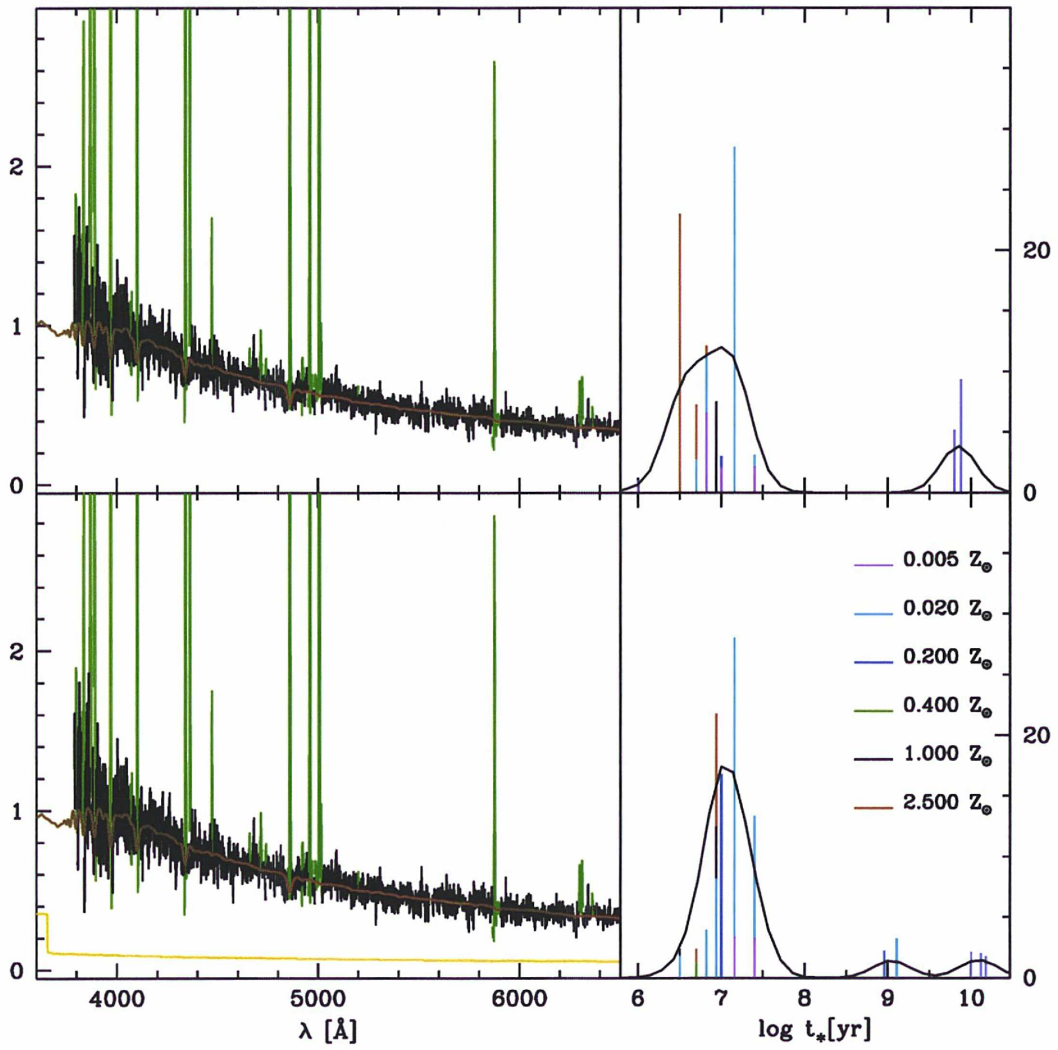

Figura 7.1: Ajuste com o STARLIGHT de uma galáxia SF de baixa metalicidade. Os painéis superiores mostram os resultados sem subtrair o contínuo nebular, e os inferiores com a subtração. Nos painéis à esquerda, o espectro utilizado no ajuste está em preto, o modelo em vermelho e as regiões mascaradas em verde. O contínuo nebular, subtraído do espectro observado no painel inferior, é mostrado em laranja. Os painéis à direita mostram a fração de luz (em %) recuperada para cada população estelar. O ajuste para o espectro do qual foi subtraído o contínuo nebular recupera populações estelares menos jovens.

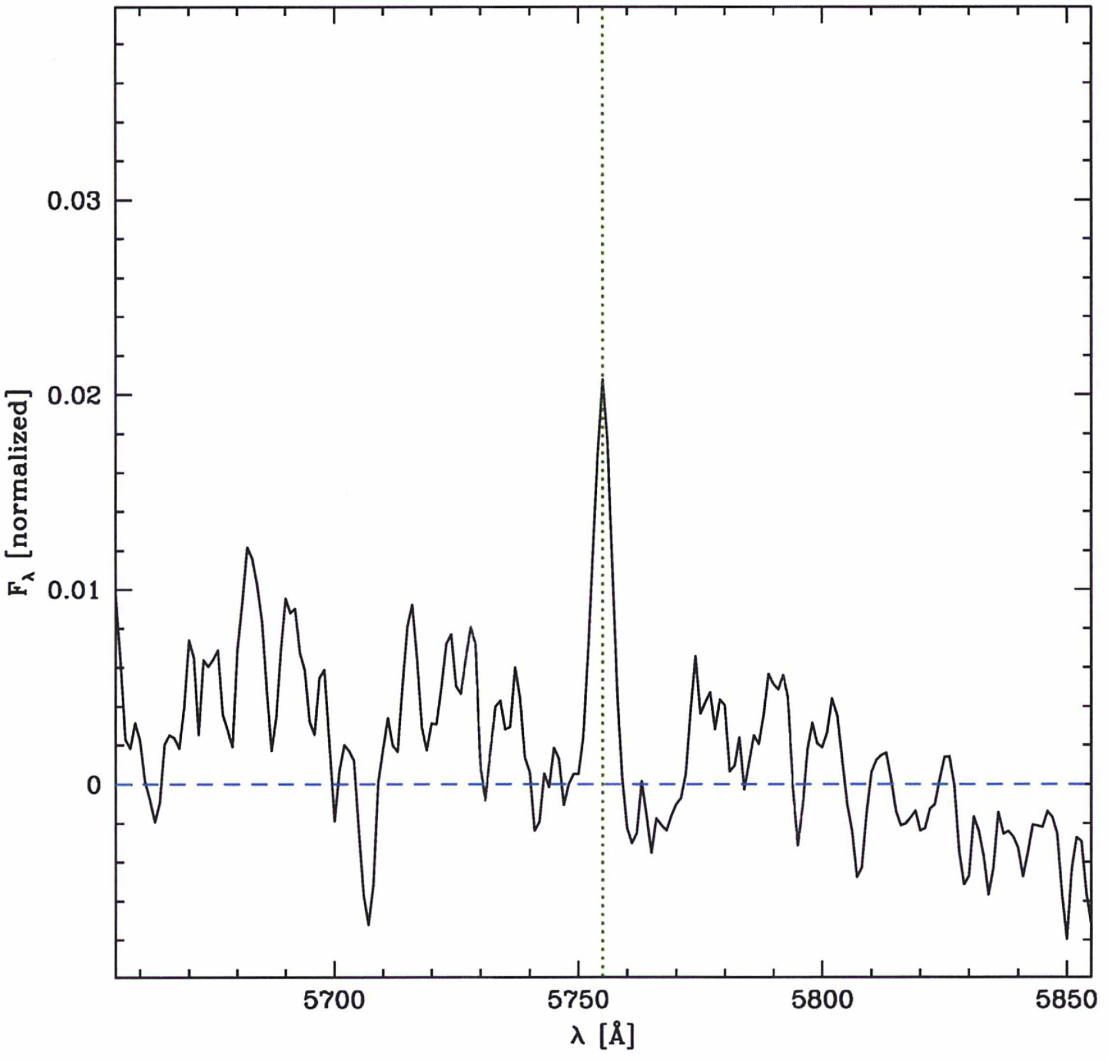

Figura 7.2: Espectro residual para uma combinação de galáxias SF. A linha pontilhada marca o centro da linha de emissão [N II]λ5755, que pode ser usada para medir *diretamente* a abundância nebular de elementos químicos.

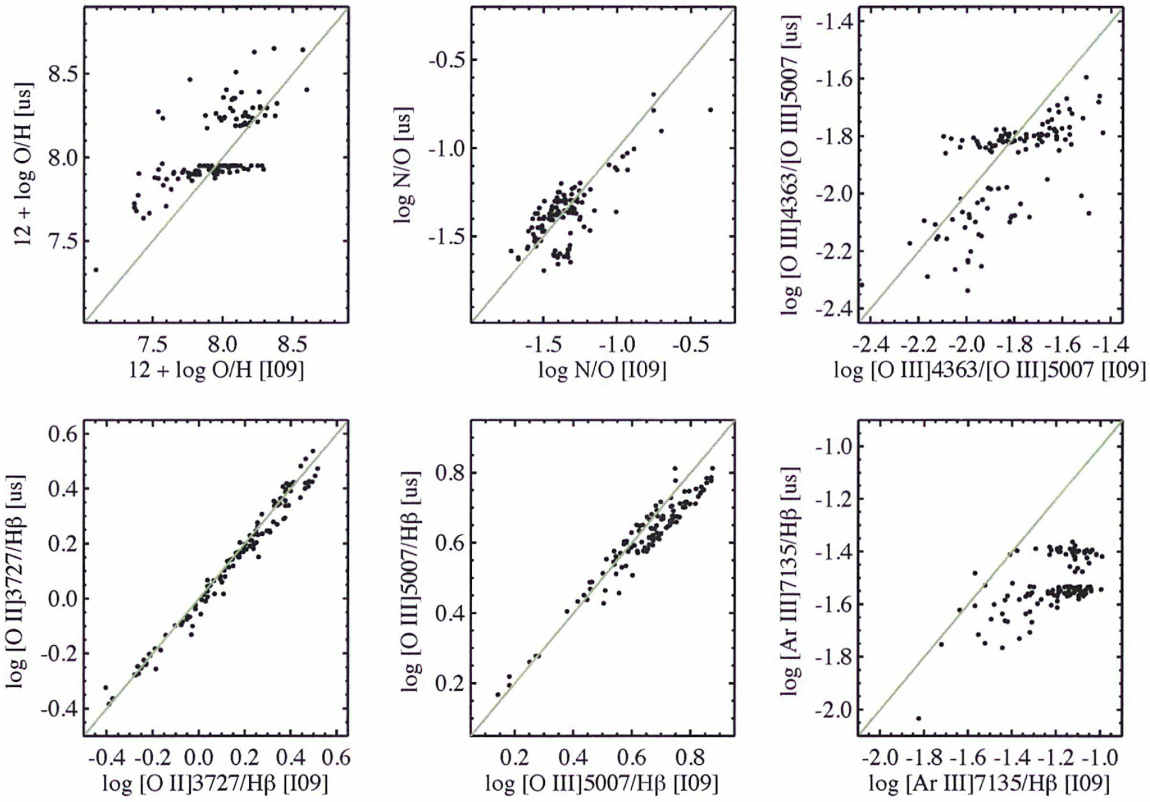

Figura 7.3: Resultados preliminares da calibração de abundâncias a partir de linhas de emissão fortes. Nesses testes foram usados 115 objetos de baixa metalicidade do Data Release 7 do SDSS (Abazajian et al. 2009). Nos eixos das abscissas estão as medidas feitas por Izotov (em preparação) pelo método direto a partir da temperatura eletrônica de derivada de [O III]λ4363/[O III]λ5007. Nos eixos das ordenadas estão as medidas recuperadas pelo nosso método de calibração. A linha em cinza marca a identidade. O nosso método ainda não recupera com boa confiança a abundância de oxigênio ou as razões de linhas [O III]λ4363/[O III]λ5007 e [Ar III]λ7135/Hβ.

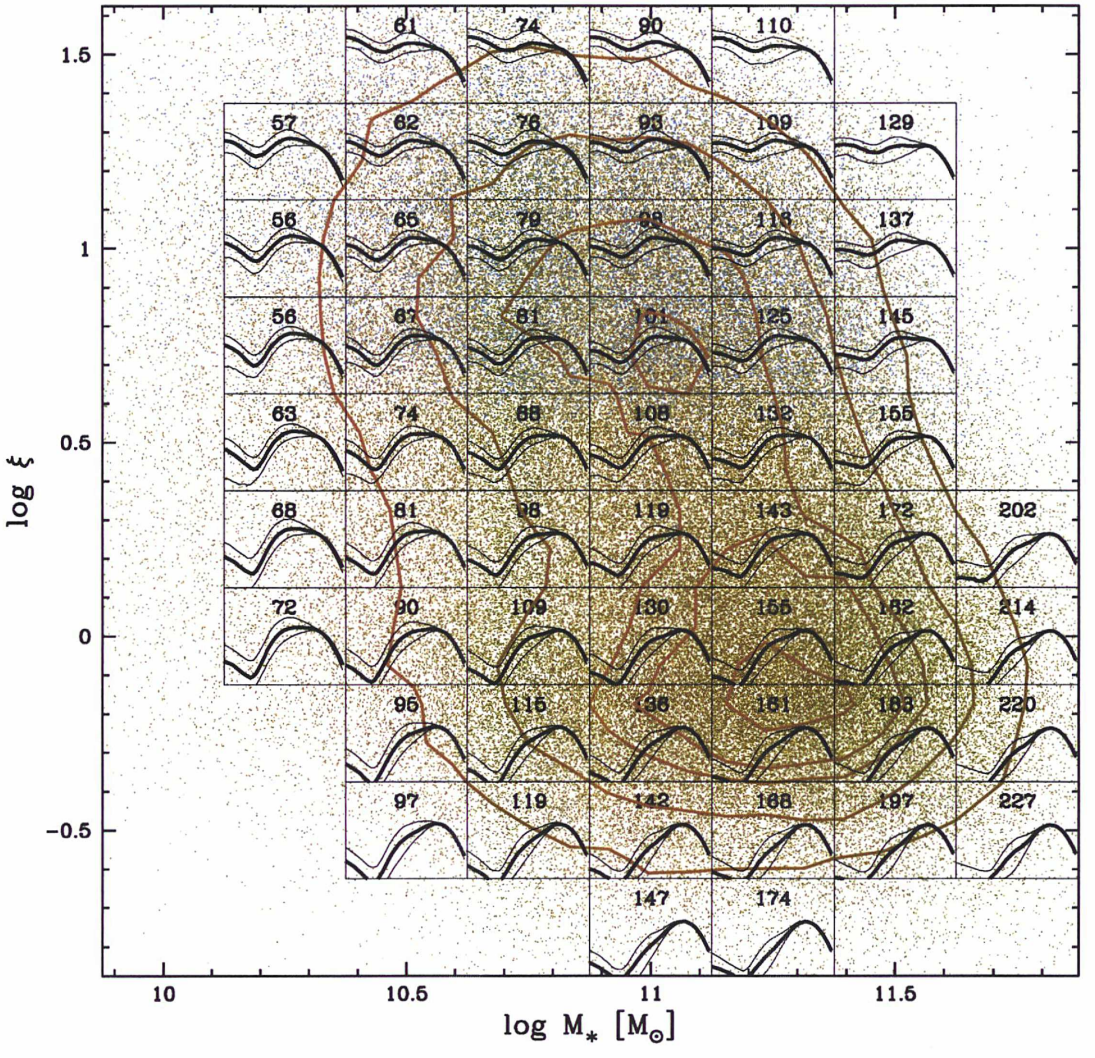

Figura 7.4: Diagrama $M_\star$ contra $\xi \equiv L(\mathrm{H}\alpha)_{\mathrm{obs}}/[L(\mathrm{H}\alpha)_{\mathrm{exp}}(t > 10^8\mathrm{yr})]$ para galáxias classificadas como hospedeiras de AGN no diagrama $W_{\mathrm{H}\alpha}$ vs. [N II]/Hα (critério S06 da figura 8c de Cid Fernandes et al. 2010). As Seyferts ($W_{\mathrm{H}\alpha} > 6$ Å) são representadas por pontos azuis. Cada caixa mostra as curvas para 16, 50 e 84% da distribuição de SSFR(t). A escala das abscissas vai de $\log t/\mathrm{yr} = 6.5$ a 10.5 e a das ordenadas $\log \mathrm{SSFR/yr}^{-1} = -12$ a -9. Os números nas caixas são a mediana da dispersão de velocidades em km/s, usualmente tomada como indicador da massa do buraco negro em AGNs. $\xi = 1$ indica que todos os fótons Hα podem ser explicados pela ionização por populações velhas. Note como a distribuição é bimodal e a separação ocorre em $\xi \sim 1$. Figura por Cid Fernandes et al. (2009b).

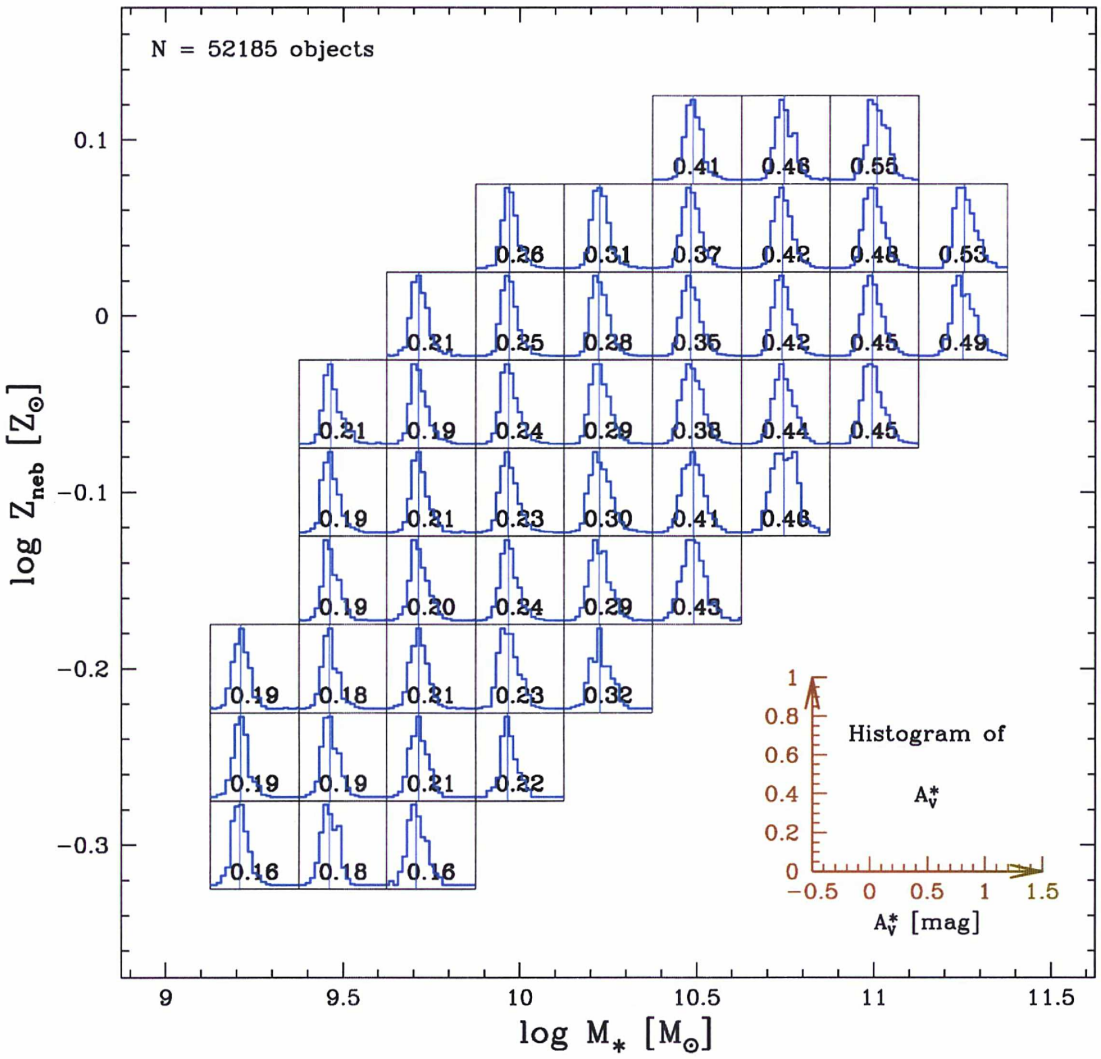

Figura 7.5: Variação da extinção estelar para galáxias SF no diagrama de massa estelar contra metalicidade nebular (calibrada de acordo com a Equação 3.1). Cada caixa mostra o histograma de $A_V^\star$, cuja escala é dada pelo pequeno plot em vermelho no canto inferior direito; o número dentro das caixas indica a mediana da distribuição. São mostradas apenas as caixas com mais de 200 galáxias. A extinção estelar tende a aumentar ao longo da relação $M_\star$–$Z_{\rm neb}$.

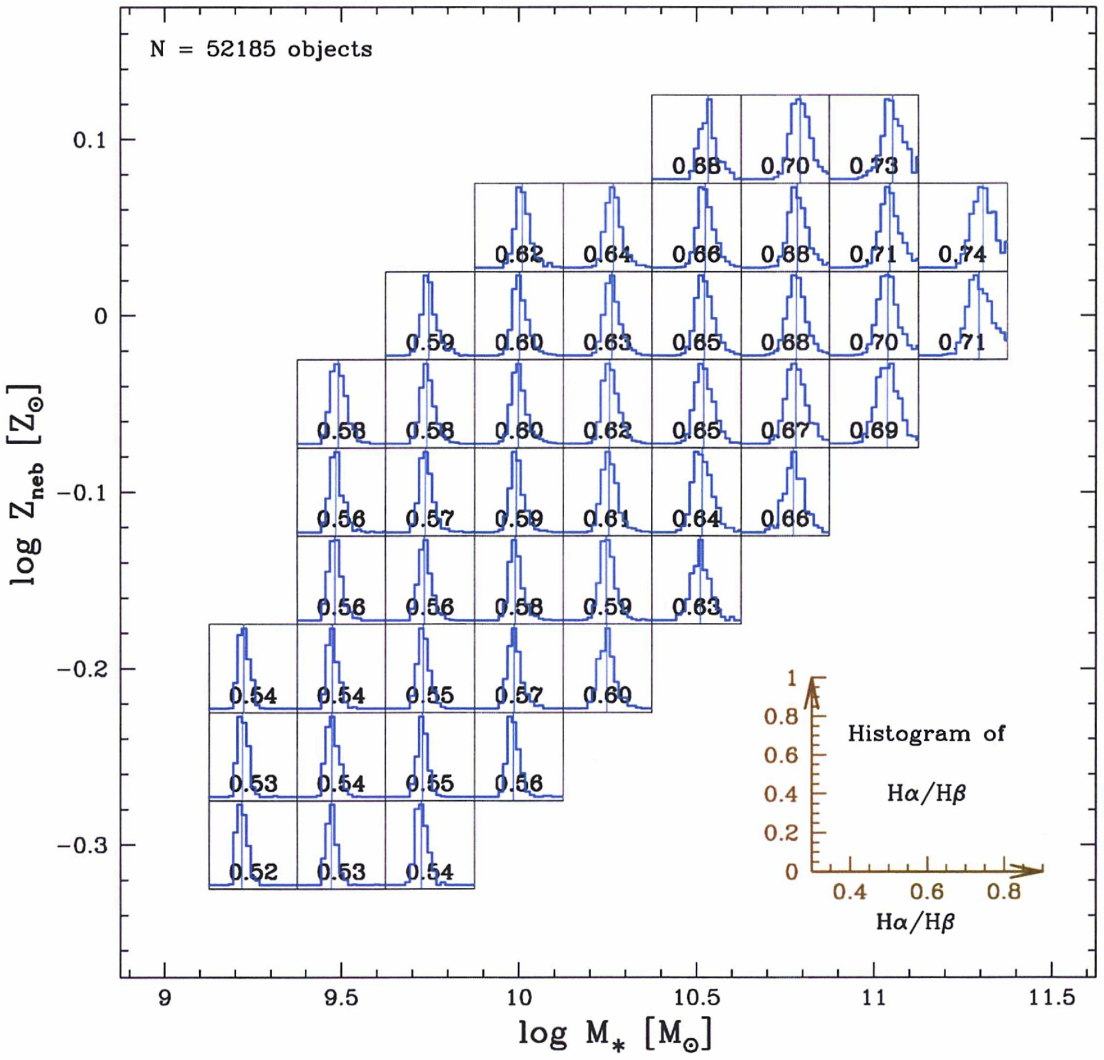

Figura 7.6: Como a Figura 7.5, mas para a razão Hα/Hβ, indicador da extinção nebular. Vê-se que a extinção nebular tende a aumentar ao longo da relação $M_\star$–$Z_{\rm neb}$.

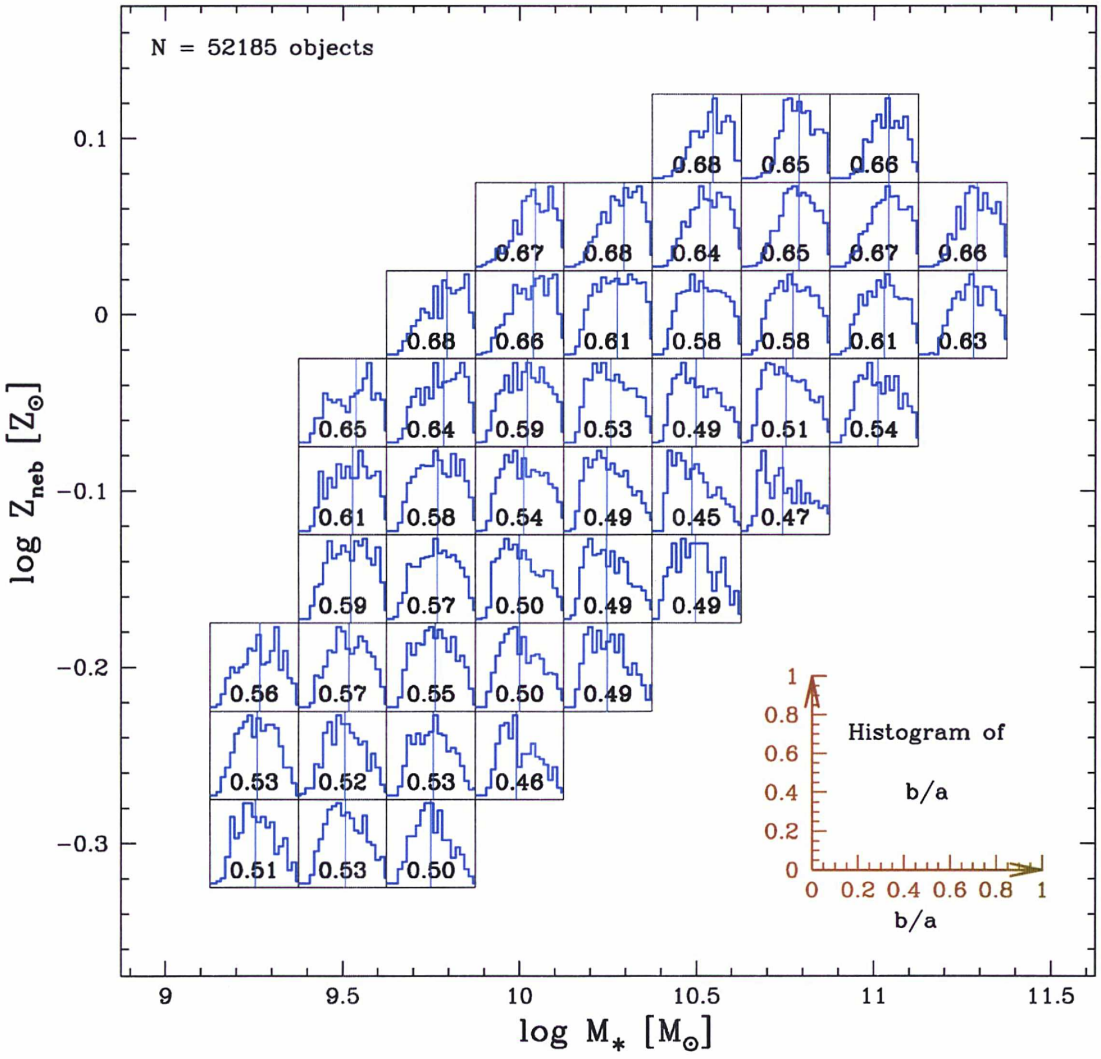

Figura 7.7: Como a Figura 7.5, mas para a inclinação. A inclinação varia pouco para um mesmo $Z_{\rm neb}$; para uma mesma $M_\star$, o objetos de menor metalicidade estão mais inclinados (*edge-on*) e os de maior metalicidade estão menos inclinados (*face-on*).

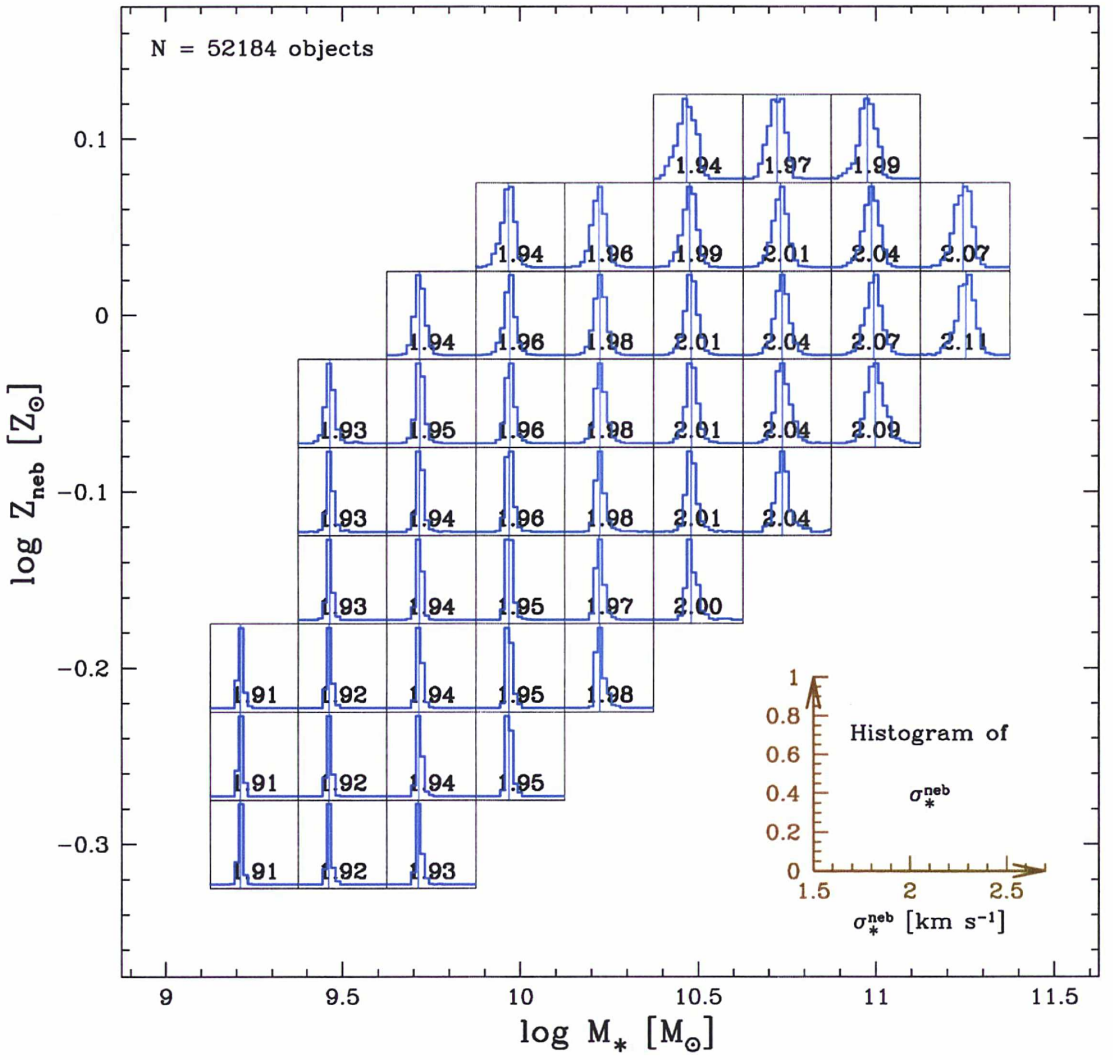

Figura 7.8: Como a Figura 7.5, mas para a dispersão de velocidades nebular dada pela linha de emissão [O III]λ5007. A dispersão de velocidades do gás tende a aumentar e a ter uma distribuição mais larga ao longo da relação $M_\star$–$Z_{\rm neb}$.

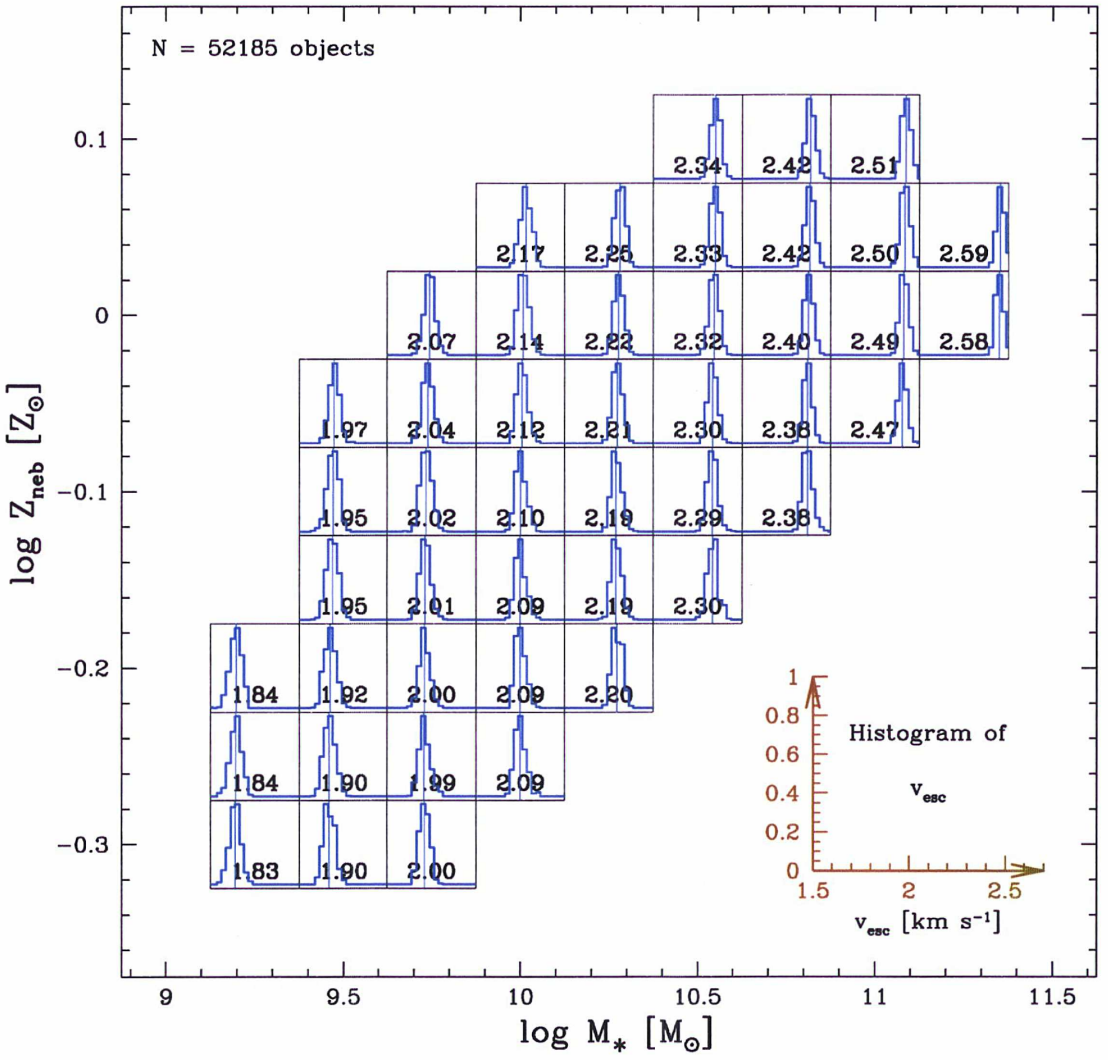

Figura 7.9: Como a Figura 7.5, mas para a velocidade de escape, calculada a partir do raio da galáxia e da massa estelar. A velocidade de escape tende a aumentar ao longo da relação $M_\star$–$Z_{\rm neb}$.

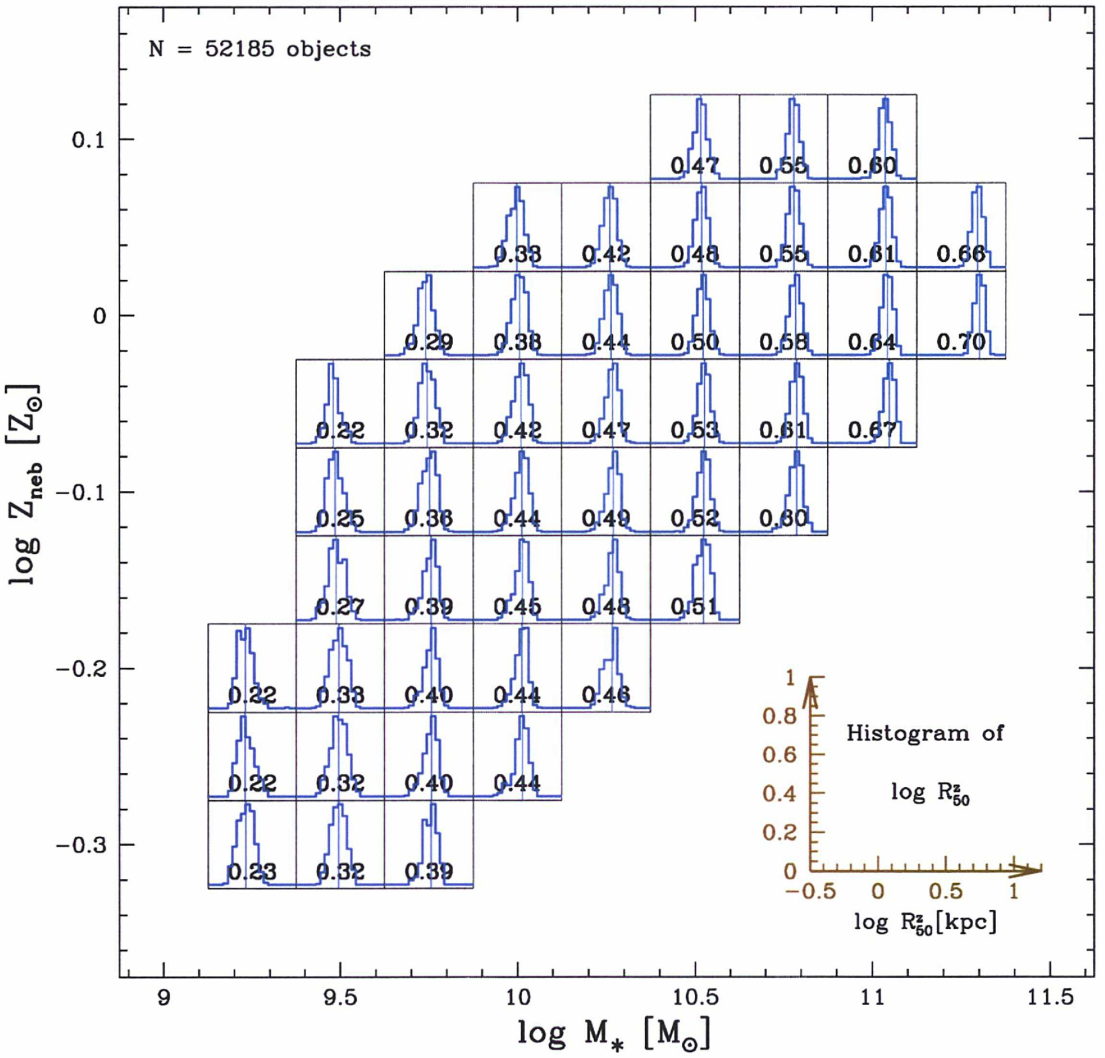

Figura 7.10: Como a Figura 7.5, mas para o raio que engloba metade da luz da galáxia na banda z. Para uma mesma metalicidade, o raio aumenta com $M_\star$; para uma mesma massa, o raio diminui com $Z_{\rm neb}$.

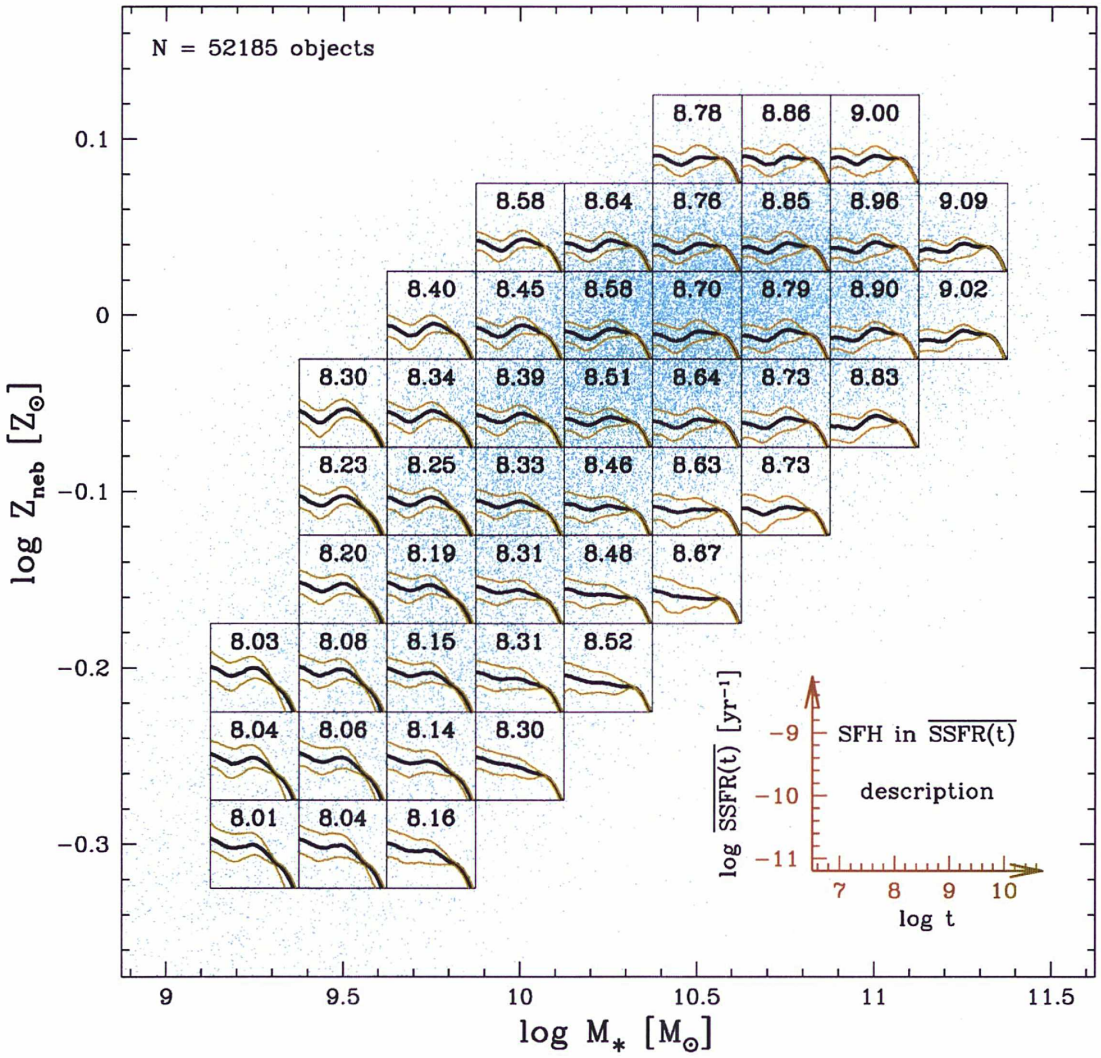

Figura 7.11: Como a Figura 7.5, mas para a história de formação estelar dada por SSFR(t). Os números em cada caixa indicam a mediana da densidade de massa (em log $M_\odot$ kpc^{-2}). A formação estelar recente diminui ao longo da relação $M_\star$–Z_{neb}.

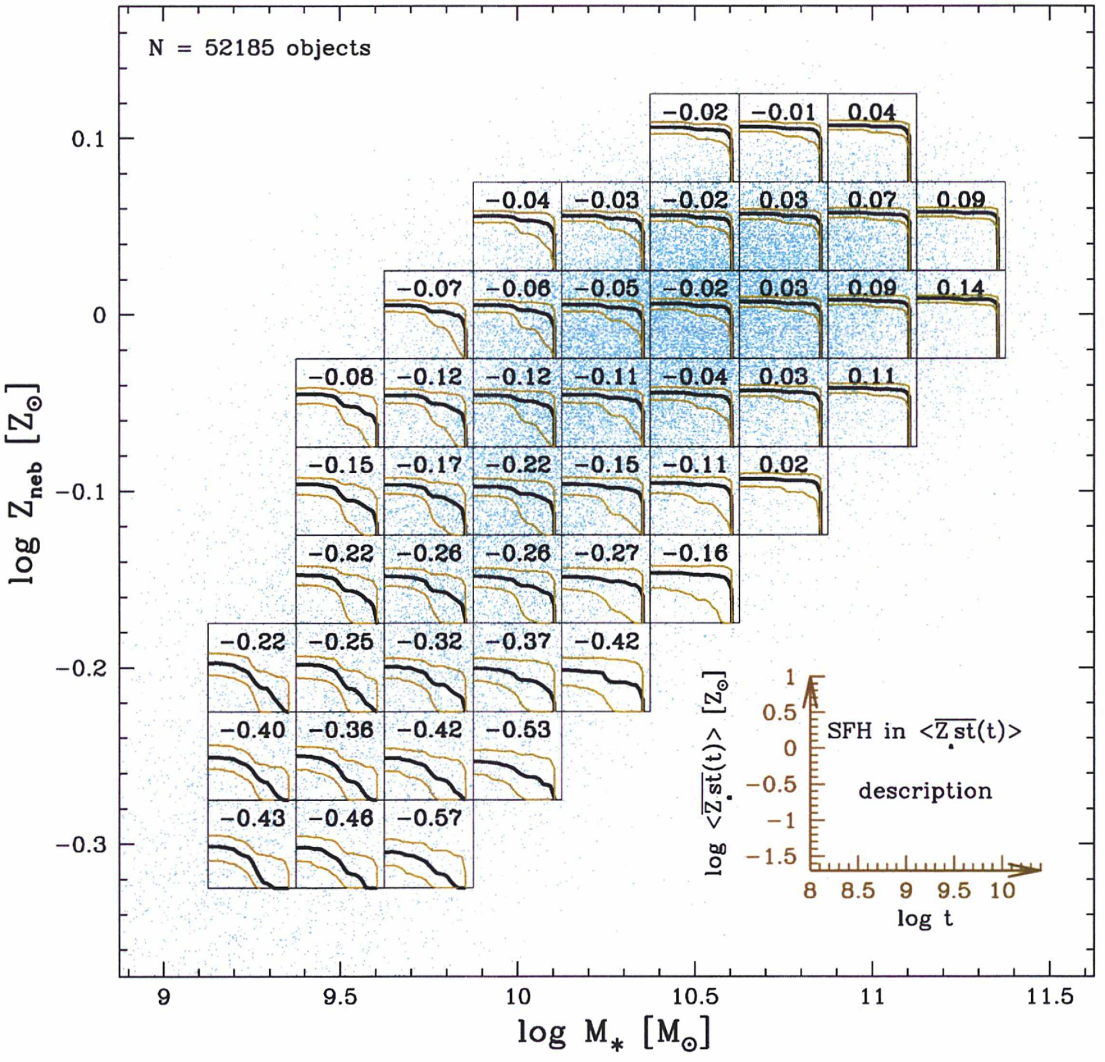

Figura 7.12: Como a Figura 7.5, mas para a evolução da metalicidade estelar $\overline{Z_\star}(t_\star)$ dada pela Equação 3.3. Os números em cada caixa indicam a mediana da metalicidade estelar média ponderada pela massa (em log $Z_\odot$). A evolução química é bem mais rápida quanto mais perto da ponta superior da relação $M_\star$–$Z_{\rm neb}$.

Apêndice A

Artigo: Uncovering the chemical enrichment and mass-assembly histories of star-forming galaxies

Artigo por Cid Fernandes et al. (2007) (DOI: 10.1111/j.1745-3933.2006.00265.x). Também disponível em versão *preprint* (arXiv:astro-ph/0610815).

Mon. Not. R. Astron. Soc. **375**, L16–L20 (2007) doi:10.1111/j.1745-3933.2006.00265.x

Uncovering the chemical enrichment and mass-assembly histories of star-forming galaxies

R. Cid Fernandes,[1★] N. V. Asari,[1] L. Sodré Jr.,[2] G. Stasińska,[3] A. Mateus,[2] J. P. Torres-Papaqui[1] and W. Schoenell[1]

[1]*Departamento de Física - CFM - Universidade Federal de Santa Catarina, Florianópolis, SC, Brazil*
[2]*Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo, São Paulo, SP, Brazil*
[3]*LUTH, Observatoire de Meudon, 92195 Meudon Cedex, France*

Accepted 2006 November 6. Received 2006 November 6; in original form 2006 September 14

ABSTRACT

We explore the mass-assembly and chemical enrichment histories of star-forming galaxies by applying a population synthesis method to a sample of 84 828 galaxies from the Sloan Digital Sky Survey Data Release 5. Our method decomposes the entire observed spectrum in terms of a sum of simple stellar populations spanning a wide range of ages and metallicities, thus allowing the reconstruction of galaxy histories. A comparative study of galaxy evolution is presented, where galaxies are grouped on to bins of nebular abundances or mass. We find that galaxies whose warm interstellar medium is poor in heavy elements are slow in forming stars. Their stellar metallicities also rise slowly with time, reaching their current values ($Z_\star \sim 1/3\,Z_\odot$) in the last ~100 Myr of evolution. Systems with metal-rich nebulae, on the other hand, assembled most of their mass and completed their chemical evolution long ago, reaching $Z_\star \sim Z_\odot$ at lookback times of several Gyr. These same trends, which are ultimately a consequence of galaxy downsizing, appear when galaxies are grouped according to their stellar mass. The reconstruction of galaxy histories to this level of detail out of integrated spectra offers promising prospects in the field of galaxy evolution theories.

Key words: galaxies: evolution – galaxies: statistics – galaxies: stellar content.

1 INTRODUCTION

One of the major challenges of modern astrophysics is to understand the physical processes involved in galaxy formation and evolution. Significant steps in this direction could be made by tracing the build-up of stellar mass and metallicity as a function of cosmic time.

One way to address this issue is through cosmologically deep surveys which map how galaxy properties change for samples at different redshifts (z). Among these properties, the relation first observed by Lequeux et al. (1979) between heavy-element nebular abundance and galaxy mass, or its extension, the luminosity–metallicity relation (e.g. Skillman, Kennicutt & Hodge 1989; Zaritsky, Kennicutt & Huchra 1994), are being extensively used to probe the metal enrichment along cosmic history. Clear signs of evolution are being revealed by studies of these relations at both intermediate (Savaglio et al. 2005; Lamareille et al. 2006; Mouhcine et al. 2006) and high z (Shapley et al. 2005; Maier et al. 2006; Erb et al. 2006), which generally find significant offsets in these relations with respect to what is observed in the local Universe.

Alternatively, one may study galaxy evolution through *fossil* methods, which reconstruct the star formation history (SFH) of a galaxy from the properties of its stars. The most detailed studies of this sort are those based on nearby galaxies (including our own), where colour–magnitude diagrams and even spectroscopy of individual stars are feasible (e.g. Smecker-Hane et al. 1996; Hernandez, Gilmore & Valls-Gabaud 2000; Dolphin 2002; Rizzi et al. 2003; Skillman et al. 2003; Monaco et al. 2005; Koch et al. 2006). Comparing such observations with predictions of evolutionary synthesis models then allows one to infer how stars were born as a function of time, as well as to constrain the chemical enrichment histories of the galaxies (e.g. Lanfranchi, Matteucci & Cescutti 2006; Carigi, Colín & Peimbert 2006). By mapping how stars become richer in metals as a galaxy ages, these studies provide useful constraints for chemical evolution models.

Beyond the Local Group and its neighbourhood, fossil methods must derive SFHs from integrated galaxy spectra, using either selected spectral features (Kauffmann et al. 2004; Brinchmann et al. 2004; Gallazzi et al. 2005; Nelan et al. 2005; Thomas et al. 2005; Bernardi et al. 2006) or the full spectrum (Panter, Heavens & Jimenez 2003; Heavens et al. 2004; Cid Fernandes et al. 2005; Mathis, Charlot & Brinchmann 2006; Panter et al. 2006). This approach works with much less information than is available from individual stars in galaxies, so one cannot expect similar levels of accuracy. On the other hand, integrated spectra of galaxies are now

★E-mail: cid@astro.ufsc.br

© 2006 The Authors. Journal compilation © 2006 RAS

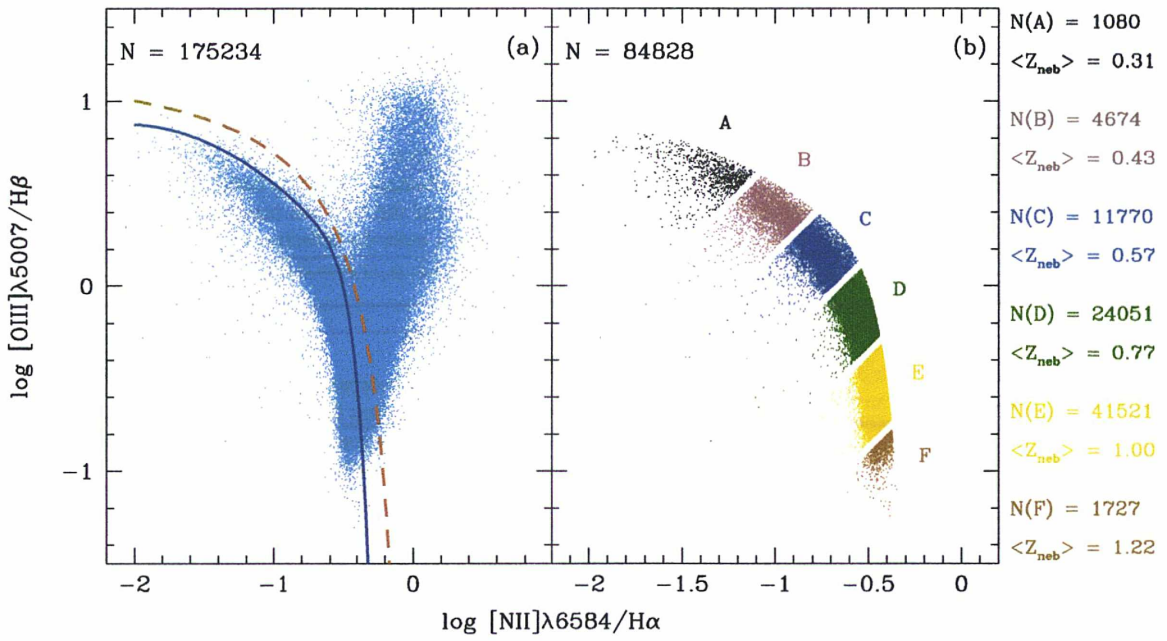

Figure 1. (a) 175 234 SDSS galaxies in the BPT diagram. The solid line (Stasińska et al. 2006) divides star-forming galaxies from those hosting AGN. The dashed line shows the dividing line used by Kauffmann et al. (2003). (b) The SF sample, chopped into six bins of nebular abundance. The number of galaxies in each bin is given in the right, along with the corresponding mean $Z_{\rm neb}$ values (in solar units). Galaxies close to bin borders are not plotted for clarity.

available by the hundreds of thousands from modern spectroscopic surveys, so the decrease in accuracy is compensated by the orders of magnitude increase in statistics and by the broader range in galaxy types spanned by such surveys. It is therefore of great interest to explore methods to retrieve information on galaxy evolution from integrated spectroscopic data.

In our ongoing series of papers entitled the 'Semi Empirical Analysis of Sloan Digital Sky Survey (SDSS) Galaxies', (Cid Fernandes et al. 2005; Mateus et al. 2006a; Stasińkska et al. 2006; Mateus et al. 2006b; hereafter SEAGal I–IV, respectively) we have shown that a decomposition of galaxy spectra in terms of instantaneous bursts of different ages ($t_\star$) and metallicities ($Z_\star$) produces both excellent spectral fits and astrophysically meaningful results. So far, however, our description of SFHs has been extremely sketchy, based on averages over the $t_\star$ and $Z_\star$ distributions, thus washing out valuable time-dependent information.

This Letter shows that we can actually do much better. To illustrate this we have culled a sample of star-forming (SF) galaxies from the SDSS (Section 2), to which we apply our synthesis method and derive mass-assembly and chemical enrichment histories (Section 3). The evolution of stellar mass and metallicity is then studied by grouping galaxies with similar nebular abundances or mass (Section 4). Details of this analysis and cross-checks on the results reported here are presented in a companion paper (Asari et al., in preparation, hereafter A07).

2 DATA

We have recently completed detailed pixel-by-pixel spectral fits of 573 141 galaxies from the Main Galaxy Sample of the SDSS Data Release 5 (Adelman-McCarthy et al. 2007) with the synthesis code STARLIGHT described in SEAGal I and II. STARLIGHT decomposes an observed spectrum in terms of a sum of simple stellar populations covering a grid of 25 ages from $t_{\star,\,j} = 1$ Myr to 18 Gyr and six metallicities $Z_{\star,\,j} = 0.0001$ to 0.05 (i.e. from 0.005 to 2.5 $Z_\odot$). Each of these $N_\star = 150$ instantaneous bursts is represented by a spectrum extracted from the evolutionary synthesis models of Bruzual & Charlot (2003) for a Chabrier (2003) initial mass function, Padova 1994 tracks and the STELIB library (Le Borgne et al. 2003). Illustrative fits are presented in SEAGal I and A07.

Emission lines were measured from the starlight subtracted spectra. Fig. 1(a) shows the Baldwin, Phillips & Terlevich (1981, hereafter BPT) diagnostic diagram for 175 234 galaxies for which Hβ, [O III]λ5007, Hα and [N II]λ6584 are all detected with signal-to-noise-ratio S/N $\geqslant$ 3. Reddening-corrected line fluxes are used in this plot and throughout our analysis. The distribution of points in this diagram resembles a flying seagull, with SF galaxies occupying the left wing and galaxies hosting an active galactic nucleus (AGN) on the right. We define SF galaxies as those under the divisory line proposed in SEAGal III (solid line in Fig. 1a). Further requiring a minimum continuum S/N of 10 at ~4750 Å leaves a set of 84 828 objects, hereafter the SF-sample, shown in Fig. 1(b). Results for alternative sample definitions (involving different S/N thresholds, other AGN/SF separation criteria and cuts on galaxy inclination) are presented in A07. Note that by selecting SF galaxies we indirectly select spirals over elliptical galaxies.

The SF-wing is essentially a sequence in nebular metallicity (SEAGal III and references therein), which we quantify by the oxygen abundance obtained through the strong-line calibration of Stasińkska et al. (2006):

$$\log Z_{\rm neb} = \log \frac{({\rm O/H})}{({\rm O/H})_\odot} = -0.14 - 0.25 \log \frac{[{\rm O\,III}]\lambda5007}{[{\rm N\,II}]\lambda6584} \qquad (1)$$

where $({\rm O/H})_\odot = 4.9 \times 10^{-4}$ (Allende Prieto, Lambert & Asplund 2001). We believe this is the most reliable calibration available in the literature, as it is based on temperature-based abundances in the metal-poor case and on the ([O II] + [O III])/Hβ calibration of Pilyugin (2000) in the metal-rich regime, using a large sample of giant H II regions.

$Z_{\rm neb}$ is both a physically motivated and mathematically convenient coordinate to map galaxy positions along the left wing in the BPT diagram. From the tip of the SF-wing in Fig. 1(a) to its bottom, our SF sample spans the $Z_{\rm neb} \sim 0.2$–$1.6\,Z_\odot$ range. In Fig. 1(b) this interval is chopped on to six logarithmic bins of width $\Delta \log Z_{\rm neb} = 0.13$ dex, except for the first one which is twice as wide to include more sources. Galaxies inside these same bins will be grouped together in the analysis of star formation and chemical enrichment histories presented in the following sections.

3 METHOD OF ANALYSIS

As thoroughly discussed in the literature on stellar population synthesis, the combination of noise in the data and astrophysical and mathematical degeneracies limits the amount of information about galactic histories that can be extracted from integrated spectra. Clearly, the 150 components of the population vector used in our fits are a greatly overdetailed description, so some *a posteriori* compression of the results to a lower dimension is needed. Our previous papers (SEAGal I–IV) have taken this compression approach to its extreme by reducing the whole $t_\star$ and $Z_\star$ distributions encoded in the population vector to their first moments;

$$\langle \log t_\star \rangle_M = \sum_{j=1}^{N_\star} \mu_j \log t_{\star,j}, \tag{2}$$

$$\langle Z_\star \rangle_M = \sum_{j=1}^{N_\star} \mu_j Z_{\star,j}, \tag{3}$$

where μ_j is the fraction of the total stellar mass ($M_\star$) which is in the jth population.

Both $\langle \log t_\star \rangle$ and $\langle Z_\star \rangle$ proved to be mathematically robust and astrophysically valuable summaries of the full population vector. In SEAGal I, II and A07 these averages are shown to cleanly reveal important relations, such as those between $\langle \log t_\star \rangle$ and $M_\star$ (associated with the galaxy downsizing phenomenon), $\langle Z_\star \rangle$ and $M_\star$ (the mass–metallicity relation), and $\langle Z_\star \rangle$ and $Z_{\rm neb}$ (which reveals a connection between stellar and nebular chemical enrichment levels). Given this success, it is natural to explore less drastic compressions of the population vector.

One way to compress the population vector but retain the age information is to marginalize over the $Z_{\star,j}$ distribution and compute the total mass converted into stars as a function of time:

$$\eta^c_\star(t_\star) = \sum_{t_{\star,j} > t_\star} \mu^c_j, \tag{4}$$

where μ^c_j denotes the fraction of the total mass converted into stars ($M^c_\star$) that is associated with the jth base age. The superscript 'c' stands for 'converted into stars', and is introduced to distinguish μ^c_j and $M^c_\star$ from μ_j and $M_\star$, which refer to the mass still locked inside stars, i.e. discounting the mass returned to the interstellar medium (ISM) by stellar evolution. $\eta^c_\star(t_\star)$ is thus a monotonic function which grows from 0 to 1 as $t_\star$ runs from the time that the galaxy formation starts to the present, and maps what fraction of $M^c_\star$ was assembled up to a given lookback time.[1]

To track the evolution of the *stellar metallicity* we compute the total mass in metals inside stars as a function of $t_\star$ and divide it by the total mass inside stars at the same time. This yields the time-dependent mean stellar metallicity:

$$\overline{Z_\star}(t_\star) = \sum_{t_{\star,j} > t_\star} \mu_j(t_\star) Z_{\star,j} \tag{5}$$

The computation of $\mu_j(t_\star)$ takes into account that the total mass inside stars changes with time, both due to the SFH and to the time-dependence of the returned mass. Accordingly, only populations older than $t_\star$ enter the definition of $\mu_j(t_\star)$, as younger ones had not formed yet, i.e. $\mu_j(t_\star) = 0$ for $t_{\star,j} < t_\star$.

4 RESULTS

The explicit time-dependence in equations (4) and (5) provides a description of the star formation and chemical histories of galaxies which goes well beyond that obtained with the mere first moments of the age and metallicity distributions. Given the numerous degeneracies which affect population synthesis of galaxy spectra one might be skeptical as to how useful they actually are. Simulations addressing this issue will be presented elsewhere. In what follows we report what is obtained in practice.

4.1 Galaxy evolution in $Z_{\rm neb}$-bins

Our strategy is to chop the SF-wing into bins in $Z_{\rm neb}$ and study the evolution of galaxies from the statistics of $\eta^c_\star(t_\star)$ and $\overline{Z_\star}(t_\star)$ in each bin. The fact that $Z_{\rm neb}$ correlates strongly with several physical and observational properties guarantees that galaxies inside each $Z_{\rm neb}$ bin are intrinsically similar, which in turn implies that statistics over such bins is meaningful.

Fig. 2(a) shows the mean mass-assembly functions obtained for each of the six $Z_{\rm neb}$ bins illustrated in Fig. 1(b). The systematics is evident to the eye. Galaxies with low $Z_{\rm neb}$ are slower in assembling their stars than those with high $Z_{\rm neb}$. This behaviour reflects the fact

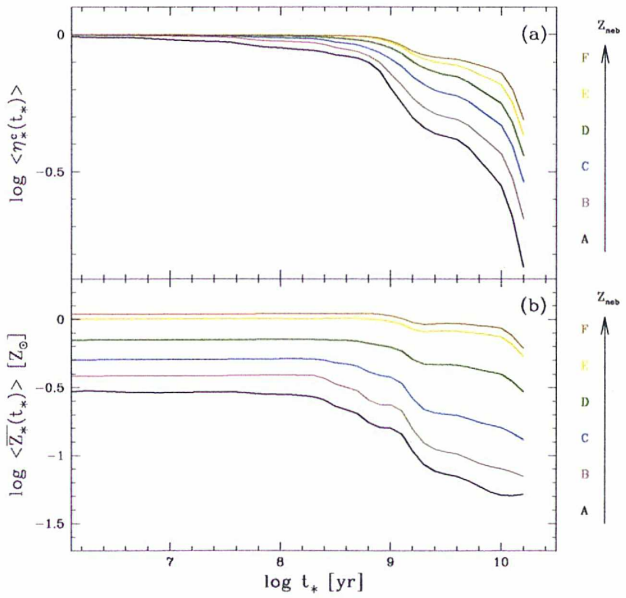

Figure 2. (a) Average mass assembly ($\eta^c_\star$) and (b) chemical evolution ($\overline{Z_\star}$) of stars in SF galaxies for the same six $Z_{\rm neb}$-bins defined in Fig. 1(b). Each line represents a $t_\star$-by-$t_\star$ average over all galaxies in the bin. A mild Gaussian smoothing with full width at half maximum FWHM = 0.2 dex in $\log t_\star$ was applied to the mean $\eta^c_\star(t_\star)$ and $\overline{Z_\star}(t_\star)$ curves, just enough to smooth out discreteness effects associated to the 25 ages in the base.

[1] Because our main goal is to compare the *intrinsic* evolution of galaxies, throughout this Letter we consider ages in the context of stellar evolution alone, i.e. as if all galaxies were observed at $z = 0$, such that $t_\star$ is both a stellar age and a lookback time.

that, although most of the mass is assembled at early times ($t_\star \gtrsim$ 1 Gyr), galaxies at the tip of the SF-wing have larger star formation rates (SFR) per unit mass in the recent past than those at the bottom of the wing. This trend can be quantified in terms of the ratio of the mean SFR in the last 60 Myr to that over the galaxy's history, i.e. the so-called Scalo's b parameter (e.g. Brinchmann et al. 2004). We find b decreases by a factor of ~20 from the lower to the higher $Z_{\rm neb}$ bins. (SFRs are discussed in A07, where it is also shown that our synthesis based SFRs agrees very well with those derived from the Hα luminosity.) Alternatively, one may quantify this behaviour by computing the time at which the mean $\eta^c_\star(t_\star)$ function reaches 0.75, i.e. the time at which the mass involved in star formation reaches 3/4 of the total. We find that τ_{75} increases from ~0.8 Gyr at $Z_{\rm neb} \sim 0.31$ (bin A in Fig. 1b), to 2 Gyr at $Z_{\rm neb} \sim 0.77\,Z_\odot$ (bin D), and 8 Gyr for the highest $Z_{\rm neb}$ bin. Given that $Z_{\rm neb}$ correlates strongly with $M_\star$ (Zaritsky, Gonzalez & Zabludoff 2004; Tremonti et al. 2004; Lee et al. 2006), this behaviour is ultimately a signature of galaxy downsizing (Cowie et al. 1996).

The chemical evolution of stars in SF galaxies is shown in Fig. 2(b). Again, the main message is clear: galaxies with a metal-poor ISM are slow in their stellar chemical enrichment. In the lower $Z_{\rm neb}$ bins, $\overline{Z_\star}(t_\star)$ only reaches the current stellar metallicity level (~$1/3\,Z_\odot$) as recently as $t_\star \sim 100$ Myr. Galaxies with larger $Z_{\rm neb}$, on the other hand, have flatter and systematically higher $\overline{Z_\star}(t_\star)$ curves. These massive systems have essentially completed their mass assembly and chemical evolution long ago, so that recent star-forming activity has a negligible impact upon $\overline{Z_\star}(t_\star)$.

The fact that bins of increasing $Z_{\rm neb}$ have increasingly higher present $\overline{Z_\star}$ values confirms that nebular and stellar metallicities are related (SEAGal I; Gallazzi et al. 2005; A07). We nevertheless warn the reader not to overinterpret the quantitative relation between these two quantities, given that they are derived by completely different and hardly comparable means. In this Letter we use [O III]/[N II] as an indicator of $Z_{\rm neb}$ (equation 1), because of its evident relation to the position of the points in the BPT diagram. However, as emphasized by Stasińkska et al. (2006), strong line methods for deriving nebular abundances have been calibrated using giant H II regions and their relevance for integrated spectra of galaxies has still to be examined, because of the role of metallicity gradients and of the diffuse ionized medium in galaxies. In addition, there is so far no study comparing nebular abundance calibrations with stellar abundances. Therefore, our $Z_{\rm neb}$ values are not necessarily on the same scale as stellar abundances. Insofar as this Letter is concerned, this is not a problem because, irrespective of absolute values, it is the existence of a $Z_{\rm neb}-\overline{Z_\star}$ relation which is responsible for the ordering of the different chemical evolution curves in Fig. 2(b).

4.2 Galaxy evolution in mass bins

While Fig. 2 illustrates the strong link between the stellar mass assembly and chemical evolution histories of galaxies and the present ionized ISM metal content, $Z_{\rm neb}$ is not the cause but the product of galaxy evolution, so its use as an independent variable, although pedagogically useful, is questionable. If one had to choose a single quantity as the main driver of galaxy evolution it would surely be the mass (e.g. Tinsley 1968; Larson 1974; Pagel 1997).

We have thus repeated the analysis above, binning galaxies by $M_\star$ instead of $Z_{\rm neb}$. Results are shown in Fig. 3 for five 1-dex-wide mass bins centred at $\log M_\star/{\rm M}_\odot = 7.5, \ldots, 11.5$. Because of the flattening of the $M_\star$–$Z_{\rm neb}$ relation at high masses and the substantial scatter around the relation, particularly at low $M_\star$ and $Z_{\rm neb}$, binning

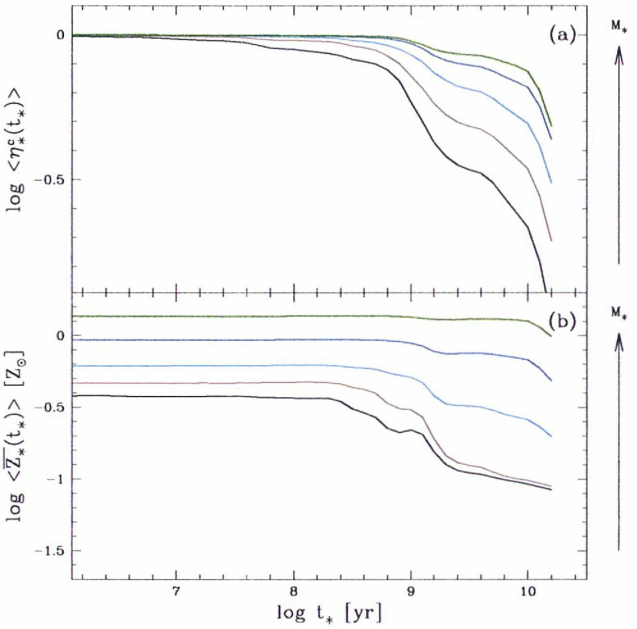

Figure 3. As Fig. 2, but binning SF galaxies by their stellar mass, using five 1-dex-wide bins, centred at (from bottom to top) $\log M_\star/M_\odot = 7.5$, 8.5, 9.5, 10.5 and 11.5, which contain 583, 4750, 29 056, 46 847 and 3550 galaxies, respectively.

in $M_\star$ or $Z_{\rm neb}$ samples somewhat different populations of galaxies. On the whole, however, this alternative grouping scheme leads to the same general scenario outlined above, with low $M_\star$ galaxies being slower in their mass and chemical build-up than more massive ones. A caveat is that $M_\star$ is not a perfect tracer of the depth of the potential well, as it does not account for the mass in gas nor dark matter. In any case, the signature of galaxy downsizing is evident in Fig. 3: massive galaxies today formed most of their stars and metals a long time ago, whereas low-mass galaxies are still forming stars and metals actively, in line with recent theoretical results (De Rossi, Tissera & Scannapieco 2006).

The signal of chemical evolution is present in all curves in Figs 2(b) and 3(b). Curiously, however, this evolution does not seem to start from very low $\overline{Z_\star}$ for massive, high-$Z_{\rm neb}$ galaxies (e.g. bins E and F). We interpret this apparent lack of old, metal-poor populations as due to a combination of lack of age resolution at high $t_\star$ and an intrinsically fast evolution ocurring at early times. In low-mass systems (e.g. bin A), $\overline{Z_\star}(t_\star)$ starts its $\Delta t_\star \sim 2$ Gyr long rise period at $t_\star \sim 2$–3 Gyr, such that $\Delta t_\star/t_\star$ is of the order of unity. The same process happening at $t_\star > 10$ Gyr would yield $\Delta t_\star/t_\star < 0.2$, and consequently be much harder to resolve. As shown above, by $t_\star = 10$ Gyr massive galaxies had already assembled most of their mass, so their chemical evolution must also have occurred early on. This mixture of populations of widely different metallicities but similar ages results in $\overline{Z_\star}$ values at $t_\star > 10$ Gyr which are dominated by the metal-rich stars already present at those times. Such an early and rapid formation period should lead to enhancement of elements synthesized in Type II supernovae (Worthey, Faber & Gonzalez 1992; Thomas et al. 2005). Though we cannot map elemental abundances with our method, we do detect a signal of increasing α enhancement towards the bottom of the BPT diagram by means of systematically increasing residuals in spectral bands due to α elements such as Mg (A07), indirectly supporting the scenario outlined above.

5 CONCLUDING REMARKS

Our analysis shows that the present ISM abundance is intimately connected to the past star formation and chemical enrichment history of a galaxy. Whereas this is intuitively obvious from a physical point of view, it is not obvious at all that one should be able to recover this behaviour from population synthesis analysis of integrated galaxy spectra of SDSS-like quality. We emphasize that, unlike previous studies such as that by Bica (1988), our fits impose no a priori chemical evolution constraints whatsoever upon the mixture of $t_{\star,\,j}$ and $Z_{\star,\,j}$ values in the base. Given the absence of constraints and the fact that the fits are completely independent of the emission line data used to compute $Z_{\rm neb}$, the organization of galaxies with different $Z_{\rm neb}$ on to the clear and systematically distinct stellar chemical enrichment patterns seen in Fig. 2(b) is remarkable, revealing that fossil methods based on integrated spectra have reached a level of maturity which would be unthinkable just a few years ago (e.g. Cid Fernandes et al. 2001). By taking the spectral synthesis output one step further than the trivial first moments of the $t_\star$ and $Z_\star$ distributions, we have been able to uncover the chemical evolution of galaxies with an unprecedented level of detail for such a large and varied sample. This significant achievement was only possible due to the fabulous statistics of the SDSS, combined with state-of-the-art evolutionary synthesis models and reliable SFH recovery techniques. The sheer number of galaxies allows us to recover an unequivocal chemical evolution signal which would be at best doubtful for individual galaxies or even small samples. Combined with our estimates of the star formation histories, the empirically derived chemical evolution patterns should provide valuable constraints for galaxy evolution models.

ACKNOWLEDGMENTS

We thank the Brazilian agencies CNPq and FAPESP for their support. We are greatly in debt to several colleagues and institutions around the globe who have contributed to this project by allowing access to their computers. The Sloan Digital Sky Survey is a joint project of The University of Chicago, Fermilab, the Institute for Advanced Study, the Japan Participation Group, the Johns Hopkins University, the Los Alamos National Laboratory, the Max-Planck-Institute for Astronomy (MPIA), the Max-Planck-Institute for Astrophysics (MPA), New Mexico State University, Princeton University, the United States Naval Observatory and the University of Washington. Funding for the project has been provided by the Alfred P. Sloan Foundation, the Participating Institutions, the National Aeronautics and Space Administration, the National Science Foundation, the US Department of Energy, the Japanese Monbukagakusho and the Max Planck Society.

REFERENCES

Adelman-McCarthy J. K. et al. 2007, ApJS, submitted
Allende Prieto C., Lambert D. L., Asplund M., 2001, ApJ, 556, L63
Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, PASP, 93, 5
Bernardi M., Nichol R. C., Sheth R. K., Miller C. J., Brinkmann J., 2006, AJ, 131, 1288
Bica E., 1988, A&A, 195, 76
Brinchmann J., Charlot S., White S. D. M., Tremonti C., Kauffmann G., Heckman T., Brinkmann J., 2004, MNRAS, 351, 1151
Bruzual G., Charlot S., 2003, MNRAS, 344, 1000
Carigi L., Colín P., Peimbert M., 2006, ApJ, 644, 924
Chabrier G., 2003, PASP, 115, 763
Cid Fernandes R., Sodré L., Schmitt H. R., Leão J. R. S., 2001, MNRAS, 325, 60
Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Stasińska G., Gomes J. M., 2005, MNRAS, 348, 363 (SEAGal I)
Cowie L. L., Songaila A., Hu E. M., Cohen J. G., 1996, AJ, 112, 839
De Rossi M., Tissera P., Scannapieco C., 2006, MNRAS, 374, 323
Dolphin A. E., 2002, MNRAS, 332, 91
Erb D. K., Shapley A. E., Pettini M., Steidel C. C., Reddy N. A., Adelberger K. L., 2006, ApJ, 644, 813
Gallazzi A., Charlot S., Brinchmann J., White S. D. M., Tremonti C. A., 2005, MNRAS, 362, 41
Heavens A. F., Panter B., Jimenez R., Dunlop J., 2004, Nat, 428, 625
Hernandez X., Gilmore G., Valls-Gabaud D., 2000, MNRAS, 317, 831
Kauffmann G. et al., 2003, MNRAS, 346, 1055
Kauffmann G., White S. D. M., Heckman T. M., Ménard B., Brinchmann J., Charlot S., Tremonti C., Brinkmann J., 2004, MNRAS, 353, 713
Koch A., Grebel E. K., Wyse R. F. G., Kleyna J. T., Wilkinson M. I., Harbeck D., Gilmore G. F., Evans N. W., 2006, AJ, 131, 895
Lamareille F., Contini T., Brinchmann J., Le Borgne J. F., Charlot S., Richard J., 2006, A&A, 448, 907
Lanfranchi G. A., Matteucci F., Cescutti G., 2006, A&A, 453, 67
Larson R. B., 1974, MNRAS, 166, 585
Le Borgne J. F. et al., 2003, A&A, 402, 433
Lee H., Skillman E. D., Cannon J. M., Jackson D. C., Gehrz R. D., Polomski E. F., Woodward C. E., 2006, ApJ, 647, 970
Lequeux J., Peimbert M., Rayo J. F., Serrano A., Torres-Peimbert S., 1979, A&A, 80, 155
Maier C., Lilly S. J., Carollo C. M., Meisenheimer K., Hippelein, H., Stockton A., 2006, ApJ, 639, 858
Mateus A., Sodré L., Cid Fernandes R., Stasińska G., Schoenell W., Gomes J. M., 2006a, MNRAS, 370, 721 (SEAGal II)
Mateus A., Sodré L., Cid Fernandes R., Stasińska G., 2006b, MNRAS, in press (doi:10.1111/j.1365-2966.2006.11290.x) (astro-ph/0604063) (SEAGal (IV))
Mathis H., Charlot S., Brinchmann J., 2006, MNRAS, 365, 385
Monaco L., Bellazzini M., Bonifacio P., Ferraro F. R., Marconi G., Pancino E., Sbordone L., Zaggia S., 2005, A&A, 441, 141
Mouhcine M., Bamford S. P., Aragón-Salamanca A., Nakamura O., Milvang-Jensen B., 2006, MNRAS, 369, 891
Nelan J. E., Smith R. J., Hudson M. J., Wegner G. A., Lucey J. R., Moore S. A. W., Quinney S. J., Suntzeff N. B., 2005, ApJ, 632, 137
Pagel B. E. J., 1997, Nucleosynthesis and Chemical Evolution of Galaxies. Cambridge Univ. Press, Cambridge
Panter B., Heavens A. F., Jimenez R., 2003, MNRAS, 343, 1145
Panter B., Jimenez R., Heavens A. F., Charlot S., 2006, MNRAS, submitted (astro-ph/0608531)
Pilyugin L. S., 2000, A&A, 362, 325
Rizzi L., Held E. V., Bertelli G., Saviane I., 2003, ApJ, 589, L85
Savaglio S. et al., 2005, ApJ, 635, 260
Shapley A. E., Coil A. L., Ma C.-P., Bundy K., 2005, ApJ, 635, 1006
Skillman E. D., Kennicutt R. C., Hodge P. W., 1989, ApJ, 347, 875
Skillman E. D., Tolstoy E., Cole A. A., Dolphin A. E., Saha A., Gallagher J. S., Dohm-Palmer R. C., Mateo M., 2003, ApJ, 596, 253
Smecker-Hane T. A., Gallagher J. S., Hodge P., Stetson P. B., 1996, AAS, 188, 6502
Stasińkska G., Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Asari N. V., 2006, MNRAS, 371, 972 (SEAGal III)
Thomas D., Maraston C., Bender R., Mendes de Oliveira C., 2005, ApJ, 621, 673
Tinsley B. M., 1968, ApJ, 151, 547
Tremonti C. A. et al., 2004, ApJ, 613, 898
Worthey G., Faber S. M., Gonzalez J. J., 1992, ApJ, 398, 69
Zaritsky D., Kennicutt R. C., Huchra J. P., 1994, ApJ, 420, 87
Zaritsky D., Gonzalez A. H., Zabludoff A. I., 2004, ApJ, 613, L93

This paper has been typeset from a TEX/LATEX file prepared by the author.

Apêndice B

Artigo: The history of star-forming in the Sloan Digital Sky Survey

Artigo por Asari et al. (2007) (DOI: 10.1111/j.1365-2966.2007.12255.x). Também disponível em versão *preprint* (arXiv:0707.3578).

Mon. Not. R. Astron. Soc. **381,** 263–279 (2007) doi:10.1111/j.1365-2966.2007.12255.x

The history of star-forming galaxies in the Sloan Digital Sky Survey

N. V. Asari,[1★] R. Cid Fernandes,[1] G. Stasińska,[2] J. P. Torres-Papaqui,[1,3] A. Mateus,[4] L. Sodré Jr,[5] W. Schoenell[1] and J. M. Gomes[1] (the SEAGal collaboration)†

[1]*Departamento de Física – CFM – Universidade Federal de Santa Catarina, Florianópolis, SC, Brazil*
[2]*LUTH, Observatoire de Paris, CNRS, Université Paris Diderot; Place Jules Janssen, 92190 Meudon, France*
[3]*Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica, Apdo. Postal 51 y 216, 72000 Puebla, México*
[4]*Instituto de Ciencias del Espacio (IEEC-CSIC), Barcelona, Spain*
[5]*Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo, São Paulo, SP, Brazil*

Accepted 2007 July 21. Received 2007 July 18; in original form 2007 May 1

ABSTRACT

This paper, the sixth in the Semi-Empirical Analysis of Galaxies series, studies the evolution of 82 302 star-forming (SF) galaxies from the Sloan Digital Sky Survey. Star formation histories (SFHs) are derived from detailed spectral fits obtained with our publicly available spectral synthesis code STARLIGHT. Our main goals are to explore new ways to derive SFHs from the synthesis results and apply them to investigate how SFHs vary as a function of nebular metallicity ($Z_{\rm neb}$). A number of refinements over our previous work are introduced, including (1) an improved selection criterion; (2) a careful examination of systematic residuals around Hβ; (3) self-consistent determination of nebular extinctions and metallicities; (4) tests with several $Z_{\rm neb}$ estimators; (5) a study of the effects of the reddening law adopted and of the relation between nebular and stellar extinctions and the interstellar component of the Na I D doublet.

Our main achievements may be summarized as follows. (1) A conventional correlation analysis is performed to study how global properties relate to $Z_{\rm neb}$, leading to the confirmation of previously known relations, such as those between $Z_{\rm neb}$ and galaxy luminosity, mass, dust content, mean stellar metallicity and mean stellar age. (2) A simple formalism which compresses the results of the synthesis while at the same time yielding time-dependent star formation rates (SFR) and mass assembly histories is presented. (3) A comparison of the current SFR derived from the population synthesis with that obtained from Hα shows that these independent estimators agree very well, with a scatter of a factor of 2. An important corollary of this finding is that we now have a way to estimate SFR in galaxies hosting active galactic nuclei, where the Hα method cannot be applied. (4) Fully time-dependent SFHs were derived for all galaxies, and then averaged over six $Z_{\rm neb}$ bins spanning the entire SF wing in the [O III]/Hβ–[N II]/Hα diagram. (5) We find that SFHs vary systematically along the SF sequence. Though all SF galaxies formed the bulk of their stellar mass over 1 Gyr ago, low-$Z_{\rm neb}$ systems evolve at a slower pace and are currently forming stars at a much higher relative rate. Galaxies at the tip of the SF wing have current specific SFRs about two orders of magnitude larger than the metal-rich galaxies at its bottom. (6) At any given time, the distribution of specific SFRs for galaxies within a $Z_{\rm neb}$ bin is broad and approximately lognormal. (7) The whole study was repeated grouping galaxies within bins of stellar mass and surface mass density, both of which are more fundamental drivers of SFH. Given the existence of strong $Z_{\rm neb} - M_\star - \Sigma_\star$ relations, the overall picture described above remains valid. Thus, low-$M_\star$ (low-$\Sigma_\star$) systems are the ones which evolve slower, with current specific SFRs much larger than more massive (dense) galaxies. (8) This overall pattern of SFHs as a function of $Z_{\rm neb}, M_\star$ or $\Sigma_\star$ is robust against

★E-mail: natalia@astro.ufsc.br
†Semi-Empirical Analysis of Galaxies.

© 2007 The Authors. Journal compilation © 2007 RAS

changes in selection criteria, choice of evolutionary synthesis models for the spectral fits, and differential extinction effects.

Key words: galaxies: evolution – galaxies: statistics – galaxies: stellar content.

1 INTRODUCTION

The Sloan Digital Sky Survey (SDSS; York et al. 2000), with its homogeneous spectroscopic and photometric data on hundreds of thousands of galaxies has revolutionized our perception of the world of galaxies in the local Universe. The enormous amount of objects allowed one to reveal trends that had not been suspected before. For example, while is was known since the work of Baldwin, Phillips & Terlevich (1981) that objects ionized by massive stars and active galactic nuclei (AGN) live in different zones of emission-line ratios diagrams, the fact that emission-line galaxies are distributed in two well-defined wings (Kauffmann et al. 2003c) in the famous [O III]5007/Hβ versus [N II]6583/Hα diagnostic diagram (hereafter, the BPT diagram) came as a surprise.

The left-hand wing of the BPT diagram can be understood as a sequence in metallicity of normal star-forming (SF) galaxies. The present-day nebular metallicity ($Z_{\rm neb}$) of a galaxy is intimately connected with its past star formation history (SFH). The main goal of this paper is to explore this link. The focus of many of the pioneering studies of SFH of SF galaxies was instead the variation of SFH with the Hubble type. Searle, Sargent & Bagnuolo (1973), for instance, assumed a simple model for the SFH and calculated *UBV* colours for simulated galaxies. Comparing simulated and observed colours, they concluded that morphological type alone does not explain the differences in SFH, proposing that the galaxy mass should also be used as a tracer of star formation.

Gallagher III, Hunter & Tutukov (1984) introduced a way to study the star formation rates (SFR) in three different epochs of a galaxy's history. In order to achieve such time resolution, manifold indices were used: H I observations, dynamical masses, *B*-band and Hα luminosities, and *UBV* colours. Sandage (1986) applied some of the techniques presented by Gallagher III et al. (1984) to investigate differences in SFH along the Hubble sequence. In the same vein, Kennicutt, Tamblyn & Congdon (1994) derived the SFR for SF objects from the Hα luminosity and *UBV* colours, and found that the SFH differences for galaxies of the same Hubble type have a much stronger relation with their disc than with their bulge. Gavazzi et al. (2002) measured the present and past SFRs of late-type galaxies in nearby clusters from Hα imaging and near-infrared observations, and also derived the global gas content from H I and CO observations. Most of these studies had to rely on many different indices and observations in order to measure an instantaneous SFR, or at most a 2–3 age resolution SFH for SF galaxies.

Bica (1988) introduced a method to reconstruct SFHs in greater detail by mixing the properties of a base of star clusters of various ages ($t_\star$) and metallicities ($Z_\star$). In its original implementation, this method used a set of 5–8 absorption-line equivalent widths as observables, a grid of clusters arranged in 35 combinations of $t_\star$ and $Z_\star$, and a simple parameter space exploration technique limited to paths through the $t_\star - Z_\star$ plane constrained by chemical evolution arguments (see also Schmidt et al. 1991; Bica, Alloin & Schmitt 1994; Cid Fernandes et al. 2001). Its application to nuclear spectra of nearby galaxies of different types revealed systematic variations of the SFH along the Hubble sequence.

For over a decade the most attractive feature of Bica's method was its use of observed cluster properties, empirically bypassing the limitations of evolutionary synthesis models, which until recently predicted the evolution of stellar systems at spectral resolutions much lower than the data. This is no longer a problem. Medium and high spectral resolution stellar libraries, as well as updates in evolutionary tracks have been incorporated into evolutionary synthesis models in the past few years. The current status of these models and their ingredients is amply discussed in the proceedings of the IAU Symposium 241 (Vazdekis & Peletier 2007).

These advances spurred the development of SFH recovery methods which combine the non-parametric mixture approach of empirical population synthesis with the ambitious goal of fitting galaxy spectra on a pixel-by-pixel basis using a base constructed with this new generation of evolutionary synthesis models. Methods based on spectral indices have also benefited from these new models, and produced an impressive collection of results (e.g. Kauffmann et al. 2003a,b,c; Brinchmann et al. 2004; Gallazzi et al. 2005). However, current implementations of these methods do not reconstruct detailed SFHs, although they do constrain it, providing estimates of properties such as mass-to-light ratios, mean stellar age, fraction of mass formed in recent bursts and ratio of present to past SFR.

The first SFHs derived from full spectral fits of SDSS galaxies were carried out with the MOPED (Panter, Heavens & Jimenez 2003; Mathis, Charlot & Brinchmann 2006; Panter et al. 2007) and STARLIGHT codes. MOPED results have been recently reviewed by Panter et al. (2007), so we just give a summary of the results achieved with STARLIGHT.

STARLIGHT itself was the main topic of the first paper in our Semi-Empirical Analysis of Galaxies series (SEAGal). In Cid Fernandes et al. (2005, hereafter SEAgal I) we have thoroughly evaluated the method by means of simulations, astrophysical consistency tests and comparisons with the results obtained by independent groups. In Mateus et al. (2006, hereafter SEAGal II) we have revisited the bimodality of the galaxy population in terms of spectral synthesis products. In Stasińska et al. (2006, hereafter SEAGal III), we combined the emission lines dug out and measured from the residual spectrum obtained after subtraction of the synthetic spectrum with photoionization models to refine the criteria to distinguish between normal SF galaxies and AGN hosts. Mateus et al. (2007, hereafter SEAGal IV) deals with environment effects, studied in terms of the relations between mean age, current SFR, density, luminosity and mass.

Only in Cid Fernandes et al. (2007, hereafter SEAGal V), we turned our attention to the detailed time-dependent information provided by the synthesis. We have used the entire Data Release 5 (DR5 Adelman-McCarthy et al. 2007) to extract the population of SF galaxies, and study their chemical enrichment and mass assembly histories. It is shown that there is a continuity in the evolution properties of galaxies according to their present properties. Massive galaxies formed most of their stars very early and quickly reached the high stellar metallicities they have today, whereas low-mass (metal-poor) galaxies evolve slower. These findings are in agreement with recent studies of the mass assembly of larges samples

of galaxies through the fossil record of their stellar populations (Heavens et al. 2004), and of studies of the $Z_\star$ distribution in small samples of galaxies (e.g. Skillman, Côté & Miller 2003, and references therein), but the generality of the result applied to the entire population of SF galaxies was shown for the first time.

In the present paper, we aim at a more complete view of the properties of SF galaxies, and their variations along the SF sequence in the BPT diagram, improving and expanding upon the results only briefly sketched in SEAGal V. In particular, we discuss in depth time-averaged values of quantities such as the SFR and the SFR per unit mass, as well as their *explicit* time dependence.

The paper is organized as follows. Section 2 describes our parent sample and explains our criteria to define normal SF galaxies. This section also explains how we deal with extinction and how we estimate the nebular metallicity. In Section 3, we discuss the global properties of galaxies along the SF sequence in the BPT diagram. In Section 4, we then proceed to explain our formalism to uncover the explicit time dependence of such quantities as the SFR. In Section 5, we show that the current SFR as estimated by the most commonly indicator – the Hα luminosity – compares with that obtained from our stellar population synthesis analysis. In Section 6, we analyse the SFH along the SF sequence, binning galaxies in terms of their present-day nebular metallicity. We show that, despite the important scatter at any $Z_{\rm neb}$, there is a clear tendency for the SFH as a function of $Z_{\rm neb}$, in that in the most metal-rich galaxies most of the stellar mass assembly occurred very fast and early on, while metal-poor systems are currently forming stars at much higher relative rates. We also compute mean SFHs binning the galaxies with respect to the stellar mass and the surface mass density, which are expected to better express the causes of the evolution of galaxies. Section 7 discusses possible selection effects and other caveats. Finally, Section 8 summarizes our main results.

2 DATA

The data analysed in this work were extracted from the SDSS DR5 (Adelman-McCarthy et al. 2007). This release contains data for 582 471 objects spectroscopically classified as galaxies, from which we have found ~1.6 per cent of duplicates, i.e. objects with multiple spectroscopic information in the parent galaxy catalogue.

From the remaining 573 141 objects we have selected our parent sample adopting the following selection criteria: $14.5 \leqslant m_{\rm r} \leqslant 17.77$ and $z \geqslant 0.002$. The magnitude range comes from the definition of the Main Galaxy Sample, whereas the lower redshift limit is used to avoid inclusion of intragalactic sources. The resulting sample contains 476 931 galaxies, which corresponds to about 82 per cent of all galaxies with spectroscopic data gathered by SDSS and publicly available in the DR5. These limits imply a reduction by ~17 per cent in the sample studied in SEAGal V.

2.1 STARLIGHT fits

After correcting for Galactic extinction (with the maps of Schlegel, Finkbeiner & Davis 1998 and the reddening law of Cardelli, Clayton & Mathis 1989, using $R_V = 3.1$), the spectra were shifted to the rest frame, resampled to $\Delta\lambda = 1$ Å between 3400 and 8900 Å, and processed through the STARLIGHT spectral synthesis code described in SEAGal I and II.

STARLIGHT decomposes an observed spectrum in terms of a sum of simple stellar populations (SSPs), each of which contributes a fraction x_j to the flux at a chosen normalization wavelength ($\lambda_0 = 4020$ Å). As in SEAGal II, we use a base of $N_\star = 150$ SSPs extracted from the models of Bruzual & Charlot (2003, BC03), computed for a Chabrier (2003) initial mass function (IMF), 'Padova 1994' evolutionary tracks (Alongi et al. 1993; Bressan et al. 1993; Fagotto et al. 1994a,b; Girardi et al. 1996), and STELIB library (Le Borgne et al. 2003). The base components comprise 25 ages between $t_{\star,j} = 1$ Myr and 18 Gyr, and six metallicities, from $Z_{\star,j} = 0.005$ to $2.5\,Z_\odot$. Bad pixels, emission lines and the Na D doublet are masked and left out of the fits. The emission-line masks were constructed in a galaxy-by-galaxy basis, following the methodology outlined in SEAGal II and Asari (2006). STARLIGHT outputs several physical properties, such as the present-day stellar mass, stellar extinction, mean stellar ages, mean metallicities as well as full time-dependent star formation and chemical evolution histories, which will be used in our analysis. Section 4.1 describes aspects of the code relevant to this work.

Fitting half a million spectra represented a massive computational effort, carried out in a network of over 100 computers spread over three continents and controlled by a specially designed PHP code. This huge data base of spectral fits and related products, as well as STARLIGHT itself, are publicly available in a Virtual Observatory environment at www.starlight.ufsc.br (see Cid Fernandes et al., in preparation).

Examples of the spectral fits obtained for five SF galaxies are shown in Fig. 1. We have ordered the galaxies according to their nebular metallicity ($Z_{\rm neb}$), as defined in Section 2.4, to illustrate how spectral characteristics change along the $Z_{\rm neb}$ sequence. Metal-poor galaxies (top) show blue spectra and strong emission lines in comparison to the redder spectra and weaker emission lines of galaxies with a metal-rich ISM (bottom). The middle panels in Fig. 1 show the fractional contribution to the total flux at $\lambda_0 = 4020$ Å of SSP of age $t_\star$. These panels show that young stellar populations make a dominant contribution in galaxies with low $Z_{\rm neb}$, whereas at higher nebular metallicities a richer blend of stellar ages is present.

2.2 Emission lines

2.2.1 *General procedure*

Emission lines were measured fitting Gaussians to the residual spectra obtained after subtraction of the stellar light using an updated version of the line-fitting code described in SEAGal III. The main transitions used in this study are Hβ, [O III]λ5007, Hα and [N II]λ6584. In the next section these lines are used to define the subsample of SF galaxies which will be studied in this paper.

2.2.2 *The special case of Hβ*

We find that a zero-level residual continuum is adequate to fit the emission lines, except for Hβ. Inspection of the spectral fits shows that the synthetic spectrum is often overestimated in the continuum around Hβ, creating a broad, ~200 Å wide absorption trough in the residual spectrum. This problem, which can hardly be noticed in Fig. 1, becomes evident when averaging many residual spectra (see SEAGal V and Panter et al. 2007), and tends to be more pronounced for older objects. The comparison between STELIB stars and theoretical models presented by Martins et al. (2005) gives a clue to the origin of this problem. A close inspection of fig. 21 in their paper shows that the STELIB spectrum has an excess of flux on both sides of Hβ when compared to the model spectrum. This suggests that the 'Hβ trough' is related to calibration issues in the STELIB library in this spectral range. This was confirmed by STARLIGHT experiments which showed that the problem disappears using the SSP

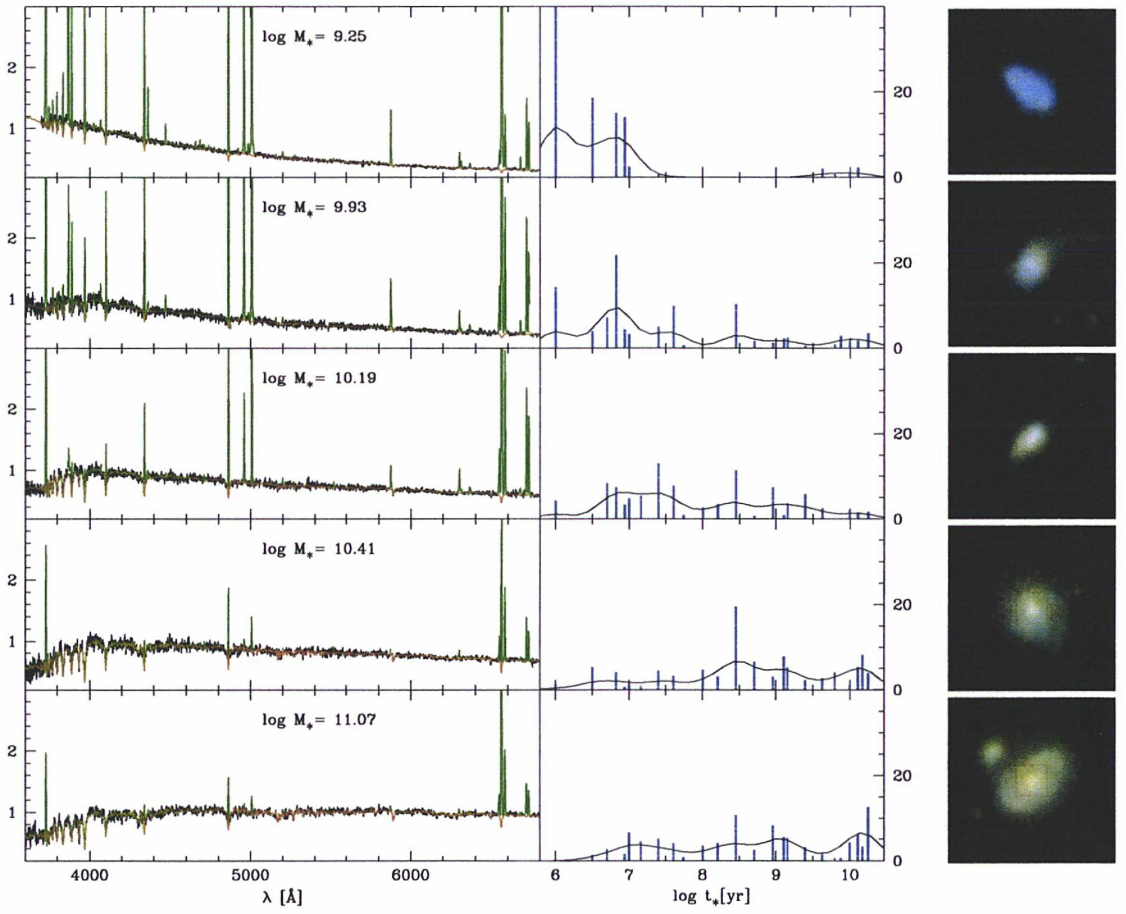

Figure 1. Five examples of the spectral fits. Left-hand panels show the observed (black) and fitted (red) spectra, both normalized at $\lambda_0 = 4020$ Å. Magenta lines mark regions not used in the fits either because they contain emission lines or because of artefacts in the data. Middle panels illustrate the fraction of light at λ_0 associated to each of the 25 SSP ages used in the fits. Curves represent a 0.5 dex smoothed version of the population vector. Right-hand panels show SDSS 25.6 × 25.6-arcsec^2 images (~12 × 12–34 × 34 kpc^2). Galaxies in this plot are ordered according to their nebular metallicity ($Z_{\rm neb}$; see Section 2.4). From top to bottom, $Z_{\rm neb} = 0.29, 0.43, 0.61, 0.84$ and $0.97\ Z_\odot$.

spectra of Gonzalez-Delgado et al. (based on the library 2005) or those constructed with the MILES library (Sanchez-Blazquez et al. 2006).[1]

Though this is a low-amplitude mismatch (equivalent width ~3 Å spread over ~200 Å), it makes Hβ sit in a region of negative residual flux, so assuming a zero-level continuum when fitting a Gaussian may chop the base of the emission line, leading to an underestimation of its flux. To evaluate the magnitude of this effect we have repeated the Hβ fits, this time adjusting the continuum level from two side bands (4770–4830 and 4890–4910 Å). On average, the new flux measurements are 2 per cent larger than the ones with the continuum fixed at zero. The difference increases to typically 4 per cent for objects with $W_{\rm H\beta} < 5$ Å, but signal-to-noise ratio (S/N) >3 in the line, and 7 per cent for $W_{\rm H\beta} < 2$ Å. Noise in the side bands introduces uncertainties in the measurement of the flux, but at least it removes the systematic effect described above, so the new measurements should be considered as more accurate on average. We adopt these new Hβ measurements throughout this work. Using the zero-continuum measurements changes some of the quantitative results reported in this paper minimally, with no impact on our general conclusions.

[1] We thank Drs Enrique Perez, Miguel Cerviño and Rosa González-Delgado for valuable help on this issue.

2.3 Definition of the star-forming sample

Since the pioneering work of Baldwin et al. (1981), emission-line objects are classified in terms of their location in diagrams involving pairs of line ratios. As explained in SEAGal III, the [N II]λ6584/Hα versus [O III]λ5007/Hβ diagram (the BPT diagram) is the most useful for this purpose, mainly due to the partially secondary nature of N (i.e. the increase of N/O as O/H increases, e.g. Liang et al. 2006; Mollá et al. 2006).

Our sample of SF galaxies is composed by objects which are below the line separating normal SF galaxies and AGN hosts proposed in SEAGal III. We have imposed a lower limit of 3 in S/N on the four lines in the BPT diagram, and S/N ⩾ 10 in the 4730–4780 Å continuum to constitute our main sample (the SF sample). The 82 302 galaxies composing the SF sample are shown in Fig. 2 on the BPT plane.

Both the STARLIGHT fits (and thus all SFH-related parameters) and the emission-line data are affected by the quality of the spectra. To monitor this effect, we have defined a 'high-quality' subset (the SF$^{\rm hq}$ sample) by doubling the S/N requirements for the SF sample, i.e.

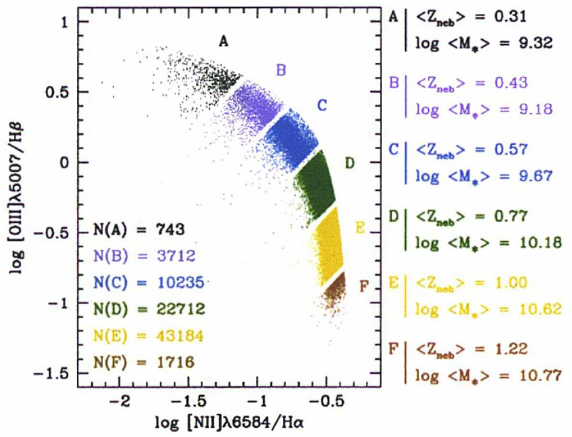

Figure 2. The SF sample in the BPT plane, chopped into bins of nebular abundance $Z_{\rm neb} = ({\rm O/H})/({\rm O/H})_{\odot}$. All lines have been corrected by reddening (see Section 2.5). These same bins are used throughout this paper. The number of galaxies in each bin is given on the left-hand side. On the right-hand side, we show the corresponding mean $Z_{\rm neb}$ and log mean $M_\star$ values (in solar units). Galaxies close to bin borders are not plotted for clarity.

S/N $\geqslant$ 6 in all four lines in the BPT diagram and a continuum S/N of 20 or better. A total of 17 142 sources satisfy these criteria.

Fig. 3 shows the distributions of observational and physical properties for the samples. Naturally, the SF$^{\rm hq}$ sample is skewed towards closer and brighter galaxies with respect to the SF sample, but in terms of physical properties such as stellar mass, mean age and nebular metallicity the two samples are similar.

2.4 Nebular metallicity estimate

It is well known that the SF wing in the BPT diagram is a sequence in nebular metallicity (SEAGal III and references therein), which we quantify by the oxygen abundance obtained through the O_3N_2 = [O III]5007/[N II]6583 index as calibrated by Stasińska (2006):

$$\log Z_{\rm neb} = \log \frac{({\rm O/H})}{({\rm O/H})_{\odot}} = -0.14 - 0.25 \log {\rm O_3N_2}, \qquad (1)$$

where we have adopted $({\rm O/H})_{\odot} = 4.9 \times 10^{-4}$ (Allende Prieto, Lambert & Asplund 2001).

We have chosen to use the O_3N_2 indicator to estimate the average oxygen abundance in the ISM of SF galaxies mainly because it is a single-valued indicator and it can be easily related to the position of galaxies in the classical BPT diagram. However, this indicator is affected by the presence of diffuse ionized gas in galaxies and by the fact that the N/O ratio depends on the way chemical evolution proceeded (Chiappini, Romano & Matteucci 2003). In addition, for the lowest metallicity galaxies, O_3N_2 is not sensitive to O/H anymore, as a wide range of metallicities correspond to the same value of O_3N_2, as can be seen in fig. 3 of Stasińska (2006). From that figure, the O/H given by equation (1) lies towards the upper end of the possible values of O/H. We considered using the [Ar III]7135/[O III]5007 (Ar_3O_3) index which, as argued by Stasińska (2006), does not suffer from the problems mentioned for the O_3N_2 index. It turns out that, in objects where the [Ar III] line could be measured, Ar_3O_3 and O_3N_2 are extremely well correlated (with a Spearman correlation coefficient of $R_{\rm S} = 0.58$). Unfortunately, the quality of the SDSS spectra did not allow us to measure the [Ar III] line intensity with sufficient accuracy in a large number of objects, and principally in the zone where it would have been helpful to break the O_3N_2 versus O/H degeneracy. Using the Pilyugin & Thuan (2005) metallicity calibration based on [O III]5007/Hβ and [O II]3727/Hβ adds only a tiny fraction of galaxies. The same applies when using the O/H values obtained by Izotov et al. (2006) from direct methods using the electron temperature derived from [O III]4363/[O III]5007. When comparing our measures with theirs, there is a systematic offset of 0.2 dex and a rms of 0.13 dex in $Z_{\rm neb}$ for the 177 objects we have in common. This effect is greater the lower $Z_{\rm neb}$ is. We thus decided to use O_3N_2 as a nebular metallicity indicator all along the SF galaxy sequence, keeping in mind that equation (1) will tend to attribute a metallicity $Z_{\rm neb}$ of about 0.2 $Z_{\odot}$ for the galaxies with the lowest observed O_3N_2 in our sample.

Other metallicity estimates have been used for galaxies. For example, Tremonti et al. (2004) obtained the nebular metallicities by comparing the observed line ratios with a large data base of photoionization models. While a priori appealing, this method is not devoid of problems, as shown by Yin et al. (2007). There is a systematic offset of −0.28 dex and an rms of 0.09 between our nebular metallicities and theirs. Their method also yields a larger range of values for $Z_{\rm neb}$. For the SF sample, their calibration covers from $Z_{\rm neb} = 0.78$ to $2.70\,Z_{\odot}$ for the 5–95 percentile ranges, whereas our calibration covers from 0.47 to $1.13\,Z_{\odot}$ for the same percentile ranges.

The calibration by Pettini & Pagel (2004) is more similar to our own. There is a slight offset of −0.04 dex with respect to our calibration and the dispersion for the SF sample is 0.03 dex. Their calibration also stretches a little the $Z_{\rm neb}$ ranges: $Z_{\rm neb} = 0.45$ to $1.36\,Z_{\odot}$ for the 5–95 percentile ranges.

Although we believe that our calibration is likely more reliable, we have performed all the computations in this paper also with the Tremonti et al. (2004) and Pettini & Pagel (2004) calibrations. While the results differ in absolute scales, the qualitative conclusions remain identical.

2.4.1 $Z_{\rm neb}$ bins

As seen above, both physical and mathematical motivations make O_3N_2 a convenient index to map galaxy positions along the SF wing in the BPT diagram. From equation (1) one sees that a given value

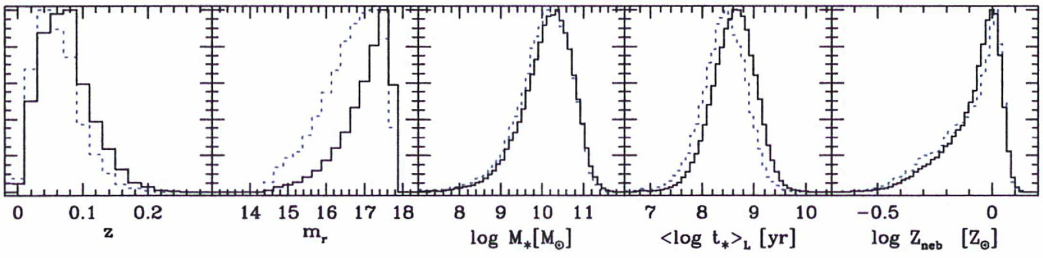

Figure 3. Normalized histograms of observed and physical properties for the SF (solid) and SF$^{\rm hq}$ (dotted) samples.

Table 1. Statistics of properties in bins A–F.

	Bin A	Bin B	Bin C	Bin D	Bin E	Bin F
$\log Z_{\rm neb}$ min ($Z_\odot$)	−0.710	−0.450	−0.320	−0.190	−0.060	0.070
$\log Z_{\rm neb}$ p05	−0.608	−0.435	−0.311	−0.180	−0.053	0.071
$\log Z_{\rm neb}$ p50	−0.494	−0.364	−0.242	−0.111	−0.001	0.081
$\log Z_{\rm neb}$ p95	−0.454	−0.324	−0.194	−0.064	0.054	0.112
$\log Z_{\rm neb}$ max	−0.450	−0.320	−0.190	−0.060	0.070	0.200
$\log M_\star$ p05 ($M_\odot$)	7.146	7.938	8.693	9.277	9.800	10.089
$\log M_\star$ p50	8.319	8.922	9.452	9.958	10.460	10.678
$\log M_\star$ p95	9.313	9.634	10.083	10.646	11.073	11.154
$\langle \log t_\star \rangle_{\rm L}$ p05 (yr)	6.755	7.428	7.695	7.915	8.127	8.167
$\langle \log t_\star \rangle_{\rm L}$ p50	7.762	8.155	8.385	8.567	8.726	8.724
$\langle \log t_\star \rangle_{\rm L}$ p95	8.556	8.900	9.139	9.255	9.276	9.255
$\log L_{\rm H\alpha}$ p05 ($L_\odot$)	5.167	5.139	5.492	5.988	6.551	6.956
$\log L_{\rm H\alpha}$ p50	6.475	6.475	6.750	7.149	7.544	7.816
$\log L_{\rm H\alpha}$ p95	7.834	7.736	7.961	8.172	8.426	8.559
$\log b$ p05	−0.157	−0.392	−0.698	−0.947	−0.973	−0.890
$\log b$ p50	0.769	0.436	0.211	−0.006	−0.213	−0.199
$\log b$ p95	1.527	1.192	0.905	0.644	0.366	0.272

of $Z_{\rm neb}$ using this index defines a straight line of unit slope in the BPT diagram.

Our SF sample spans the $Z_{\rm neb} = 0.2 - 1.6\,Z_\odot$ range from the tip of the SF wing to its bottom. In Fig. 2 this interval is chopped into six bins of width $\Delta \log Z_{\rm neb} = 0.13$ dex, except for the one of lowest metallicity which is twice as wide to include more sources. Table 1 lists some properties of galaxies in each of these bins, which are hereafter labelled A–F. Galaxies inside these bins will be grouped together in the analysis of star formation presented in Section 6. Note that the bias in the determination of $Z_{\rm neb}$ from O_3N_2 at low metallicities has no consequence for our study, since almost all the objects from bin A remain in this bin.

2.5 Extinctions

2.5.1 Stellar extinction

As explained in SEAGal I, STARLIGHT also returns an estimate of the stellar visual extinction, $A_V^\star$, modelled as due to a foreground dust screen. This is obviously a simplification of a complex problem (Witt, Thronson & Capuano 1992), so that A_V should be called a dust attenuation parameter instead of extinction, although we do not make this distinction. Previous papers in this series have used the Cardelli et al. (1989, hereafter CCM), reddening law, with $R_V = 3.1$. In order to probe different recipes for dust attenuation, we have selected 1000 galaxies at random from the $\rm SF^{hq}$ sample and fitted them with four other functions: the starburst attenuation law of Calzetti, Kinney & Storchi-Bergmann (1994), the Small Magellanic Cloud (SMC) and Large Magellanic Cloud (LMC) curves from Gordon et al. (2003) and the $\lambda^{-0.7}$ law used by Kauffmann et al. (2003a).

We find that the quality of the spectral fits remains practically unchanged with any of these five laws. Averaging over all galaxies the SMC law yields slightly better χ^2 values, followed closely by the Calzetti, $\lambda^{-0.7}$, LMC and CCM, in this order. As expected, these differences increase with the amount of dust, as measured by the derived $A_V^\star$ values or by Hα/Hβ. Yet, Kolmogorov–Smirnov (KS) tests showed that in no case the distributions of χ^2 values differ significantly. This implies that the choice of reddening law *cannot* be made on the basis of fit quality. A wider spectral coverage would be needed for a definitive empirical test.

When using different recipes for the dust attenuation, the synthesis algorithm has to make up for the small variations from one curve to another by changing the population vector and the value of $A_V^\star$. To quantify these changes we compare results obtained with the Calzetti and CCM curves, and consider only the most extincted objects. Compared to the results for a CCM law, with the Calzetti law the mean stellar age decreases by 0.09 dex on the median (qualitatively in agreement with the results reported in fig. 6 of Panter et al. 2007), the mean stellar metallicity increases by 0.05 dex, $A_V^\star$ increases by 0.07 mag and stellar masses decrease by 0.02 dex. These differences, which are already small, should be considered upper limits, since they are derived from the most extincted objects. Somewhat larger differences are found when using the SMC and $\lambda^{-0.7}$ laws. For instance, compared to the Calzetti law, the SMC law produces mean stellar ages 0.15 dex younger and masses 0.07 dex smaller, again for the most extincted objects.

We have opted to use the Calzetti law in our STARLIGHT fits and emission-line analysis. The reasons for this choice are twofold: (1) the Calzetti law yields physical properties intermediate between the SMC and CCM laws and (2) this law was built up on the basis of integrated observations of SF galaxies, similar to the ones studied in this paper. In any case, the experiments reported above show that this choice has little impact upon the results.

STARLIGHT also allows for population-dependent extinctions. Although tests with these same 1000 galaxies sample show that in general one obtains larger $A_V^\star$ for young populations, as expected, simulations show that, as also expected, this more realistic modelling of dust effects is plagued by degeneracies which render the results unreliable (see also Panter et al. 2007, SEAGal V). We therefore stick to our simpler but more robust single $A_V^\star$ model.

2.5.2 Nebular extinction

The nebular V-band extinction was computed from the Hα/Hβ ratio assuming a Calzetti et al. (1994) law:

$$A_V^{\rm neb} = 7.96 \log \frac{({\rm H}\alpha/{\rm H}\beta)_{\rm obs}}{({\rm H}\alpha/{\rm H}\beta)_{\rm int}}, \qquad (2)$$

where $({\rm H}\alpha/{\rm H}\beta)_{\rm obs}$ and $({\rm H}\alpha/{\rm H}\beta)_{\rm int}$ are the observed and intrinsic ratio, respectively. Instead of assuming a constant value, we take into account the metallicity dependence of $({\rm H}\alpha/{\rm H}\beta)_{\rm int}$, which varies between 2.80 and 2.99 for $Z_{\rm neb}$ in the $0.1-2.5\,Z_\odot$ range, as found from the photoionization models in SEAGal III.[2]

We obtain the intrinsic ratio as follows. We start by assuming $({\rm H}\alpha/{\rm H}\beta)_{\rm int} = 2.86$, from which we derive a first guess for $A_V^{\rm neb}$. We then use the dereddened [O III]λ5007 and [N II]λ6584 line fluxes to calculate $Z_{\rm neb}$ (equation 1). From our sequence of photoionization models (SEAGal III) and $Z_{\rm neb}$, we derive a new estimate for $({\rm H}\alpha/{\rm H}\beta)_{\rm int}$, and hence $A_V^{\rm neb}$ (equation 2). It takes a few iterations (typically 2–3) to converge.

For 1.6 per cent of the objects (1.1 per cent for the $\rm SF^{hq}$ sample), Hα/Hβ is smaller than the intrinsic value, which leads to $A_V^{\rm neb} < 0$. In such cases, we assume $A_V^{\rm neb} = 0$. We have corrected both

[2] Note that the models take into account collisional excitation of Balmer lines, so that at low metallicities the intrinsic Hα/Hβ is different from the pure case B recombination value.

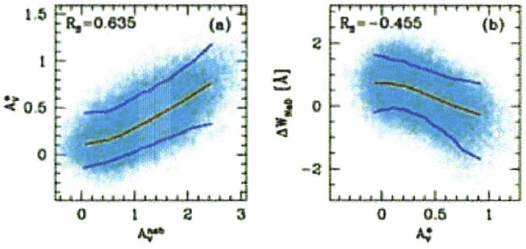

Figure 4. (a) Relation between stellar and nebular extinctions for the SF sample. Lines indicate the 5, 50 and 95 percentiles. (b) Equivalent width of the ISM component of the Na D doublet (as measured from residual spectra) against the stellar extinction.

the [O III]/Hβ and [N II]/Hα line ratios for dust attenuation for the remainder of our analysis.

We find that $A_V^{\rm neb}$ and $A_V^\star$ are strongly correlated, as shown in Fig. 4(a). A robust linear fit including all points yields $A_V^{\rm neb} = 0.34 + 2.28\,A_V^\star$. The ionized gas thus suffers $\sim$ twice as much extinction as the stellar continuum, corroborating the results reported in Stasińska et al. (2004) (with a different methodology) and SEAGal I (obtained with a smaller sample, different version of STARLIGHT and a CCM extinction curve), and in agreement with detailed studies of nearby SF galaxies (Calzetti et al. 1994). We also find that the difference between nebular and stellar extinctions increases systematically as the mean age of the stellar population increases.

Given the spatial association of the line-emitting gas and the ionizing populations, these results ultimately imply a breakdown of our simple single-$A_V^\star$ modelling. In fact, STARLIGHT experiments with population-dependent $A_V^\star$ point in the same direction, i.e., the need to allow young populations to suffer more extinction than older ones. To evaluate to which extent this simplification affects the results reported in this paper, Section 7.3 presents experiments where the extinction of $t_\star \leqslant 10$ Myr components is set according to the empirical relation $A_V^{\rm neb}$ ($A_V^\star$) found above.

2.5.3 Interstellar absorption as traced by the Na D doublet

The most conspicuous spectroscopic feature of the cold ISM in the optical range is the Na D doublet at $\lambda\lambda$5890,5896 Å. For a constant gas to dust ratio, the strength of this feature, which measures the amount of cold gas in front of the stars, should correlate with $A_V^\star$, as found for far-infrared bright starburst galaxies (Heckman et al. 2000). To perform this test for our sample, we first measure the flux of the Na D doublet in the residual spectrum, integrating from 5883 to 5903 Å. We thus remove the stellar component of this feature, which is also present in stellar atmospheres, particularly late-type stars (Jacoby, Hunter & Christian 1984; Bica, Barbuy & Ortolani 1991). In principle, this is a more precise procedure than estimating the stellar Na D from its relation to other stellar absorption lines (Heckman et al. 2000; Schwartz & Martin 2004), but since the Na D window was masked in all fits (precisely because of its possible contamination by ISM absorption), the stellar Na D predicted by the fits rely entirely on other wavelengths, so in practice this is also an approximate correction. The residual flux is then divided by the continuum in this range (defined as the median synthetic flux in the 5800–5880 plus 5906–5986 Å windows), yielding the excess equivalent width $\Delta W_{\rm Na\,D}$, which says how much stronger (more negative) the Na D feature is in the data with respect to the models.

Fig. 4(b) shows the relation between $\Delta W_{\rm Na\,D}$ and $A_V^\star$. The plot shows that these two independently derived quantities correlate strongly. Intriguingly, $\Delta W_{\rm Na\,D}$ converges to 0.8 Å in the median as $A_V^\star \to 0$. We interpret this offset from $\Delta W_{\rm Na\,D} = 0$ as due to the fact that the stars in the STELIB library have a Galactic ISM component in their Na D lines. This propagates to our spectral models, leading to an overprediction of the stellar Na D strength, and thus $\Delta W_{\rm Na\,D} > 0$ when the ISM absorption approaches zero.

Regardless of such details, the discovery of this astrophysically expected correlation strengthens the confidence in our analysis. Furthermore, it opens the interesting prospect of measuring the gas-to-dust ratio and studying its relation with all other galaxy properties at hand, from nebular metallicities to SFHs. This goes beyond the scope of the present paper, so we defer a detailed analysis to a future communication.

3 CORRELATIONS WITH NEBULAR METALLICITY

Galaxy properties change substantially from the tip of the SF wing, where small, metal-poor H II-galaxy-like objects live, to its bottom, populated by massive, luminous galaxies with large bulge-to-disc ratios and rich in metals (Kennicutt 1998). The simplest way to investigate these systematic trends is to correlate various properties with the nebular metallicity (e.g. Brinchmann et al. 2004; Tremonti et al. 2004).

In this section we correlate $Z_{\rm neb}$ with both observed and physical properties extracted from our stellar population fits. This traditional analysis, based on current or time-averaged properties, helps the interpretation of the more detailed study of time-dependent SFHs presented in the next sections. In fact, this is the single purpose of this section. Since most of the results reported in this section are already known or indirectly deducible from previous work, we will just skim through these correlations.

Fig. 5(a) shows $Z_{\rm neb}$ against absolute r-band magnitude. This is the luminosity–nebular metallicity relation, previously studied by many authors, and interpreted in terms of a mass–metallicity relation. Fig. 5(b) shows our version of the $M_\star$–$Z_{\rm neb}$ relation. Because of the expected bias in our $Z_{\rm neb}$ estimate at the lowest metallicities (see Section 2.4), we expect the real mass–metallicity relation to be flatter at low $M_\star$ than seen in this plot.

As shown by Kauffmann et al. (2003b), stellar mass and stellar surface mass density ($\Sigma_\star$) are very strongly related. It is thus no surprise to find that $\Sigma_\star$ also correlates with $Z_{\rm neb}$, as shown in Fig. 5(c). Our definition of $\Sigma_\star$ is the same as adopted by Kauffmann et al. (2003b), namely $\Sigma_\star = M_\star/2\pi r_{50,z}^2$, where $r_{50,z}$ is the half light Petrosian radius in the z band.

Fig. 5(d) shows how nebular extinction increases systematically with $Z_{\rm neb}$. One factor which surely contributes to this relation is the rise in dust grain formation with increasing gas metallicity, but other factors may come into play as well (Stasińska et al. 2004).

Fig. 5(e) shows how nebular and stellar metallicities correlate. This important relation, first presented in SEAGal I (for different sample, SSP base and $Z_{\rm neb}$ scale), shows that stellar and ISM chemical enrichment levels scale with each other, as one would expect on the basis of simple chemical evolution scenarios. The large scatter in Fig. 5(e) is mostly intrinsic (as we verified comparing the relation obtained for data of different qualities), in qualitative agreement with the idea that stellar and nebular metallicities reflect different evolutionary phases and react differently to the several processes which regulate the chemical evolution of galaxies. A similar relation was obtained by Gallazzi et al. (2005) using

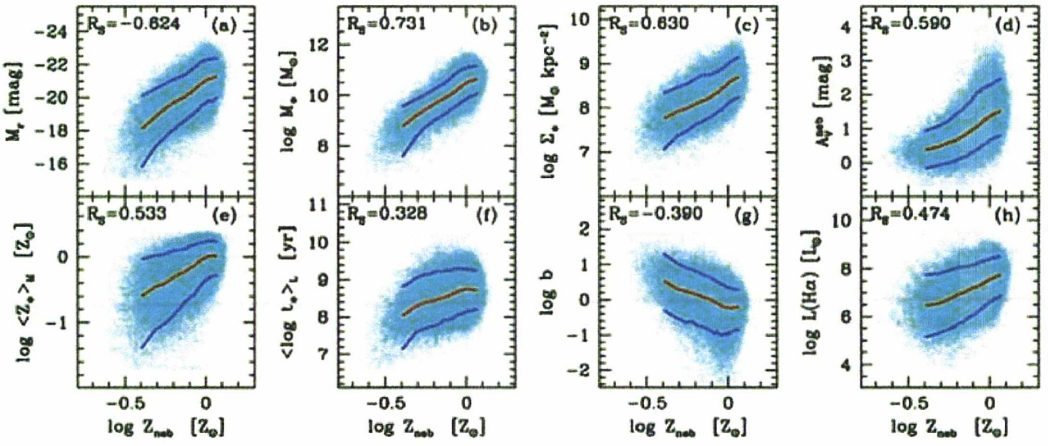

Figure 5. Correlations of $Z_{\rm neb}$ and (a) the absolute r-band magnitude, (b) the stellar mass, (c) the surface mass density, (d) the nebular extinction, (e) the mean stellar metallicity, (f) the mean stellar age, (g) the ratio of current to mean past SFR and (h) the Hα luminosity. Numbers in each panel report the Spearman rank correlation coefficient, and the lines mark the 5, 50 and 95 percentiles of 25 bins, 3292 points in each bin. The right-hand scale in panel (h) is also $\log L_{\rm H\alpha}$, but in units of $2 \times 10^8\,{\rm L}_\odot$, such that it can also be read as an estimate of the current SFR in ${\rm M}_\odot\,{\rm yr}^{-1}$ (Section 5).

different methods to estimate both stellar and nebular abundances. Even though we express both quantities in solar units, these two metallicities are derived by such radically different means that, as discussed in SEAGal V, they should not be compared in quantitative terms.

The relation between the mean stellar age $\langle \log t_\star \rangle_{\rm L}$ and $Z_{\rm neb}$, shown in Fig. 5(f), reflects the fact that young stars have a larger share of the light output at the tip of the SF wing than at its bottom, where old populations have a greater weight. Metal-rich SF galaxies thus have a more continuous SF history than metal-poor ones, which are often dominated (in light, but not mass) by the latest generation of stars (e.g. Corbin et al. 2006). This is another way to look at metallicity–age trend, discussed previously in the analysis of Fig. 1. Ultimately, this relation represents a summary of chemical evolution, in the sense that more evolved systems have a more enriched ISM. In a related vein, Fig. 5(g) shows how the ratio of current to mean past SFR (defined in Section 5.3) varies along the metallicity sequence of SF galaxies. This indicates that the lower metallicity galaxies are slower in forming stars. When one considers the mass–metallicity relation (Fig. 5b), this is just another way of looking at the downsizing effect (Heavens et al. 2004; Thomas et al. 2005; SEAGal II). Finally, Fig. 5(h) shows the relation between reddening corrected Hα luminosity and $Z_{\rm neb}$. The y-axis is given in units such that the values correspond to the current SFR in ${\rm M}_\odot\,{\rm yr}^{-1}$ (see Section 5). The correlation, although statistically unquestionable, has a large scatter. This implies that galaxies in the 6-$Z_{\rm neb}$ bins defined in Fig. 2 have heavily overlapping current SFRs. Section 6 presents independent confirmation of this fact.

As expected, all correlations discussed above are also present for the SF$^{\rm hq}$ subsample. For most they are in fact somewhat stronger, whereas for samples defined with less stringent criteria the correlation strengths weaken, indicating that noise in the data is responsible for part of the scatter in these relations. Finally, as is widely known and can be deduced from Fig. 5 itself, there are many interrelations between galaxy properties. Our use of $Z_{\rm neb}$ as the 'independent' variable axis in Fig. 5 is not meant to indicate that $Z_{\rm neb}$ is the underlying cause of the correlations; it simply reflects our interest in mapping physical properties of galaxies along the SF wing of the seagull in the BPT diagram.

4 METHODS TO INVESTIGATE STAR FORMATION HISTORIES

The main goal of this paper is to study how the SFH varies among SF galaxies. Most other investigations in this same line used absorption, emission or continuum spectral indices such as the 4000-Å break, the Hδ absorption, the K, G and Mg bands, or the Hα luminosity and equivalent widths to characterize the SFH (e.g. Raimann et al. 2000; Kong et al. 2003; Cid Fernandes, Leão & Lacerda 2003; Kauffmann et al. 2003b; Brinchmann et al. 2004; Westera et al. 2004). Our approach, instead, is to infer the SFH from detailed pixel-by-pixel fits to the full observed spectrum, thus incorporating all available information.

Whereas our previous work concentrated on the first moments of the age and metallicity distributions, here we present some basic formalism towards a robust description of SFHs as a function of time. From the point of view of methodology, these may be regarded as 'second-order' products. Astrophysically, however, recovering the SFH of galaxies is of prime importance. SEAGal V presented our first results in this direction, including empirically derived time-dependent mean stellar metallicities. In this section we expand upon these results, exploring new ways to handle the output of the synthesis, focusing of the SFHs.

4.1 Compression methods

As reviewed in Section 2.1, STARLIGHT decomposes an observed spectrum in terms of a sum of SSPs, estimating the $x_j (j = 1, \ldots, N_\star)$ fractional contribution of each population to the flux at $\lambda_0 =$ 4020 Å. For this work we used a base of $N_\star = 150$ SSPs from BC03, spanning 25 ages between $t_{\star,j} = 1$ Myr and 18 Gyr, and six metallicities ($0.005 \leqslant Z_{\star,j} \leqslant 2.5\,{\rm Z}_\odot$). Exemplary fits were shown in Fig. 1.

Not surprisingly, the 150 components of the population vector ($\boldsymbol{x}$) are highly degenerate due to noise, and astrophysical plus mathematical degeneracies, as confirmed by simulations in Cid Fernandes et al. (2004) and SEAGal I. These same simulations, however, proved that *compressed* versions of the population vector are well recovered by the method.

Different compression approaches exist among spectral synthesis codes. In MOPED (Heavens, Jimenez & Lavah 2000; Reichardt, Jimenez & Heavens 2001; Panter et al. 2003; Heavens et al. 2004; Panter et al. 2007), for instance, compression is done a priori, replacing the full spectrum by a set of numbers associated to each of the $N_\star + 1$ parameters (the mass fractions and metallicities in several time-bins plus a dust parameter). STECMAP (Ocvirk et al. 2006) performs a compression by requiring the resulting SFH to be relatively smooth. The preference for a smooth solution over a ragged one is effectively a prior, but the algorithm adjusts the degree of smoothing in a data-driven fashion, so we may call it an 'on-the-fly' compression method. The same can be said about VESPA (Tojeiro et al. 2007), a new code which combines elements from these two approaches. STARLIGHT is less sophisticated in this respect. Its only built-in compression scheme is that the final stages of the fit (after the Markov Chains reach convergence) are performed with a reduced base comprising the subset of the original $N_\star$ populations which account for $\geqslant$99 per cent of the light. For our parent sample of 573 141 galaxies the average size of this subset is $\overline{N_\star^{\rm eff}} = 24$ populations, while for the 82 302 galaxies in the SF sample $\overline{N_\star^{\rm eff}} = 41$. (This difference happens because the full sample has many old, passive systems, which require relatively few SSPs, whereas SF galaxies have more continuous SF regimes, thus requiring more SSPs to be adequately fit.) Compression beyond this level must be carried out a posteriori by the user. As explained in the next section, in this study we in fact compress this information into only four age bins by smoothing the population vectors.

Previous papers in this series have taken this a posteriori compression approach to its limit, condensing the whole age distribution to a single number, the mean stellar age:

$$\langle \log t_\star \rangle_{\rm L} = \sum_{j=1}^{N_\star} x_j \log t_{\star,j}, \tag{3}$$

where the subscript L denotes a light-weighted average. Mass-weighted averages are readily obtained replacing $\boldsymbol{x}$ by the mass fraction vector $\boldsymbol{\mu}$. Similarly, stellar metallicities were only studied in terms of their mass-weighted mean value:

$$\langle Z_\star \rangle_M = \sum_{j=1}^{N_\star} \mu_j Z_{\star,j}. \tag{4}$$

Simulations show that both of these quantities have small uncertainties and essentially no bias. Regarding practical applications, these first moments proved useful in the study of several astrophysical relations, some of which have just been presented in Section 3 (see Fig. 5). Notwithstanding their simplicity, robustness and usefulness, these averages throw away all time-dependent information contained in the population vector, thus hindering more detailed studies of galaxy evolution. In what follows we explore novel ways to deal with the population vector which circumvent this limitation.

4.2 Star formation rate as a function of time

One alternative to characterize higher moments of the SFH is to bin $\boldsymbol{x}$ on to age groups, a strategy that goes back to Bica (1998; see also Schmidt et al. 1991; Cid Fernandes et al. 2001). Though useful, this approach introduces the need to define bin limits, and produces a discontinuous description of the SFH.

A method which circumvents these disadvantages is to work with a *smoothed* version of the population vector. We do this by applying a Gaussian filter in $\log t_\star$, with a full width at half-maximum (FWHM) of 1 dex. Given that our base spans approximately four orders of magnitude in $t_\star$, this heavy smoothing is equivalent to a description in terms of ~4 age groups, but with the advantage that $\boldsymbol{x}_{\rm s}$ can be sampled continuously in $\log t_\star$. This approach is analogous to smoothing a noisy high-resolution spectrum to one of lower resolution, but whose large-scale features (colours, in this analogy) are more robust. From the results in SEAGal I, where it was shown that three age groups are reliably recovered, we expect this smoothing strategy to be a robust one. Furthermore, averaging over a large number of objects minimizes the effects of uncertainties in the smoothed SFH for individual galaxies.

Technically, the issue of age resolution in population synthesis is a complex one. Ocvirk et al. (2006), for instance, find that bursts must be separated by about 0.8 dex in $\log t_\star$ to be well distinguished from one another with their SFH inversion method. Considering that the age range spanned by our base is 4.2 dex wide, one obtains five 'independent' time-bins. This number is similar to that (six bins) used by Mathis et al. (2006) to describe the SFH of SDSS galaxies (covering a wider λ range than those simulated by Ocvirk et al. but at lower S/N) with a variant of the MOPED code. Up to 12 time-bins were used in other applications of MOPED. Panter et al. (2007) argue that this may be a little too ambitious for individual galaxies, but uncertainties in this overparametrized description average out in applications to large samples. Tojeiro et al. (2007) have a useful discussion on the number of parameters that can be recovered with synthesis methods. By using their VESPA code and calculating the number of parameters on the fly for each individual object, they find that typically 2–8 parameters can be robustly recovered for SDSS spectra. Hence, despite the complexity of the issue, there seems to be some general consensus that the age resolution which can be achieved in practice is somewhere between 0.5 and 1 dex, so our choice of smoothing length is clearly on the conservative side.

A further advantage of this continuous description of the SFH is that it allows a straightforward derivation of an SFR. Recall that we describe a galaxy's evolution in terms of a succession of instantaneous bursts, so an SFR is not technically definable unless one associates a duration to each burst. The SFR ($t_\star$) function is constructed by sampling the smoothed mass fraction vector $\boldsymbol{\mu}_{\rm s}^{\rm c}$ in a quasi-continuous grid from $\log t_\star = 5.6$ to 10.5 in steps of $\Delta \log t_\star = 0.1$ dex, and doing

$$\mathrm{SFR}(t_\star) = \frac{\mathrm{d}M_\star^{\rm c}(t_\star)}{\mathrm{d}t_\star} \approx \frac{\Delta M_\star^{\rm c}(t_\star)}{\Delta t_\star} = \frac{M_\star^{\rm c} \log e}{t_\star} \frac{\mu_{\rm s}^{\rm c}(t_\star)}{\Delta \log t_\star}, \tag{5}$$

where $M_\star^{\rm c}$ is the total mass *converted to stars* over the galaxy history until $t_\star = 0$, and $\mu_{\rm s}^{\rm c}$ ($t_\star$) is the fraction of this mass in the $t_\star$ bin.[3]

We can also define the time-dependent *specific* SFR:

$$\mathrm{SSFR}(t_\star) = \frac{1}{M_\star^{\rm c}} \frac{\mathrm{d}M_\star^{\rm c}(t_\star)}{\mathrm{d}t_\star} \approx \frac{\log e}{t_\star} \frac{\mu_{\rm s}^{\rm c}(t_\star)}{\Delta \log t_\star} \tag{6}$$

which measures the pace at which star formation proceeds with respect to the mass already converted into stars. This is a better quantity to use when averaging the SFH over many objects, since it removes the absolute mass-scale dependence of equation (5).

[3] The superscript c is introduced to distinguish $M_\star^{\rm c}$ from the mass still locked inside stars ($M_\star$), which must be corrected for the mass returned to the ISM by stellar evolution. This distinction was not necessary in previous SEAGal papers, which dealt exclusively with $M_\star$ and its associated mass fraction vector (μ). When computing SFRs, however, this difference must be taken into account. From the BC03 models for a Chabrier (2003) IMF, a 10^{10}-yr-old population has $M_\star^{\rm c} \sim 2\, M_\star$, i.e. only half of its initial mass remains inside stars nowadays.

Three clarifying remarks are in order. (1) All equations above are marginalized over $Z_\star$, i.e. $\mathrm{SFR}(t_\star) = \sum_{Z_\star} \mathrm{SFR}(t_\star, Z_\star)$ measures the rate at which gas is turned into stars of *any* metallicity. (2) The upper age limit of our base (18 Gyr) is inconsistent with our adopted cosmology, which implies a 13.5-Gyr universe. Given the uncertainties in stellar evolution, cosmology, observations and in the fits themselves, this is a merely formal inconsistency, and, in any case, components older than 13.5 Gyr can always be rebinned to a cosmologically consistent time-grid if needed. (3) Finally, since our main goal is to compare the *intrinsic* evolution of galaxies in different parts of the SF wing in the BPT diagram, throughout this paper we will consider ages and look-back times in the context of stellar evolution alone. In other words we will *not* translate $t_\star$ to a cosmological look-back time frame, which would require adjusting the $t_\star$ scale by adding the z-dependent look-back time of each galaxy.

4.3 Mass assembly histories

Another way to look at the population vector is to compute the total mass converted into stars as a function of time:

$$\eta^{\mathrm{c}}_\star(t_\star) = \sum_{t_{\star,j} > t_\star} \mu^{\mathrm{c}}_j \tag{7}$$

which is a cumulative function that grows from 0 to 1, starting at the largest $t_\star$, tracking what fraction of $M^{\mathrm{c}}_\star$ was converted to stars up to a given look-back time.

We sample $\eta^{\mathrm{c}}_\star$ in the same $\log t_\star = 5.6{-}10.5$ grid used to describe the evolution of the SFR, but here we operate on the original population vector, not the smoothed one. Since most of the mass assembly happens at large $t_\star$, computing $\eta^{\mathrm{c}}_\star$ with the smoothed SFHs leads to too much loss of resolution. In essence, however, $\eta^{\mathrm{c}}_\star(t_\star)$ and $\mathrm{SSFR}_\star(t_\star)$ convey the same physical information in different forms.

5 THE CURRENT SFR

The most widely employed method to measure the 'current' SFR is by means of the Hα luminosity (Kennicutt 1983, 1998; Hopkins et al. 2003). We have just devised ways of measuring the time-dependent SFR which rely exclusively on the stellar light, from which one can define a current SFR averaging over a suitably defined time interval. Before proceeding to the application of these tools to study the detailed SFHs of galaxies, this section compares these two independent methods to estimate the current SFR.

The purpose of this exercise is threefold. First, it serves as yet another sanity check on the results of the synthesis. Secondly, it allows us to define in an objective way the ratio of current-to-past average SFR, often referred to as Scalo's b parameter (Scalo 1986), which is a useful way to summarize the SFH of galaxies (e.g. Sandage 1986; Brinchmann et al. 2004). Finally, defining and calibrating a synthesis-based measure of current SFR equivalent to that obtained with Hα, allows one to estimate the current SFR in galaxies where Hα is *not* powered exclusively by young stars. This turns out to be very useful in studies of AGN hosts (Torres-Papaqui et al., in preparation).

5.1 Current SFR from Hα luminosity

For an SFR which is constant over times-scales of the order of the lifetime of massive ionizing stars ($t_{\mathrm{ion}} \sim 10$ Myr), the rate of H-ionizing photons converges to

$$Q_{\mathrm{H}} = \mathrm{SFR}\,\mathcal{N}_{\mathrm{H}}(\mathrm{IMF}, Z_\star), \tag{8}$$

where $\mathcal{N}_{\mathrm{H}}$ is the number of $h\nu > 13.6$ eV photons produced by a SSP of unit mass over its life (in practice, over 95 per cent of the ionizing radiation is produced in the first 10 Myr of evolution). We computed $\mathcal{N}_{\mathrm{H}}$ by integrating the $Q_{\mathrm{H}}(t)$ curves for SSPs using the tables provided by BC03, obtaining $\mathcal{N}_{\mathrm{H}} = 9.12$, 7.08, 6.17, 5.62, 4.47 and 3.16×10^{60} photons $\mathrm{M}_\odot^{-1}$ for $Z_\star = 0.005$, 0.02, 0.2, 0.4, 1 and $2.5\,\mathrm{Z}_\odot$, respectively, for a Chabrier (2003) IMF between 0.1 and $100\,\mathrm{M}_\odot$.[4]

One in every 2.226 ionizing photons results in emission of an Hα photon, almost independently of nebular conditions (Osterbrock & Ferland 2006). This assumes case B recombination and that no ionizing photon escapes the H II region nor is absorbed by dust. Adopting the Chabrier IMF and the $\mathrm{Z}_\odot$ value of $\mathcal{N}_{\mathrm{H}}$ leads to

$$\mathrm{SFR}_{\mathrm{H}\alpha} = \frac{2.226 L_{\mathrm{H}\alpha}}{\mathcal{N}_{\mathrm{H}} h\nu_{\mathrm{H}\alpha}} = 2\,\mathrm{M}_\odot\,\mathrm{yr}^{-1}\left(\frac{L_{\mathrm{H}\alpha}}{10^8\,\mathrm{L}_\odot}\right). \tag{9}$$

This calibration is strongly dependent on the assumed IMF and upper stellar mass limit. Given its reliance on the most massive stars, which comprise a tiny fraction of all the stars formed in a galaxy, $\mathrm{SFR}_{\mathrm{H}\alpha}$ involves a large IMF-dependent extrapolation, and thus should be used with care.

5.2 Current SFR from the spectral synthesis

The SFR from spectral synthesis is based on all stars that contribute to the visible light, and thus should be more representative of the true SFR. We define a mean 'current' SFR from our time-dependent SFHs using equation (7) to compute the mass converted into stars in the last τ years, such that

$$\overline{\mathrm{SFR}_\star}(\tau) = M^{\mathrm{c}}_\star \frac{1 - \eta^{\mathrm{c}}_\star(\tau)}{\tau} \tag{10}$$

is the mean SFR over this period. Because of the discrete nature of our base, the function $\overline{\mathrm{SFR}_\star}(\tau)$ has a 'sawtooth' appearance, jumping every time τ crosses one of the $t_{\star,j}$ bin borders.

For the reasons discussed in Section 4.1, it is desirable to include components spanning ~1 dex in age to obtain robust results. Since our base starts at 1 Myr, $\tau \sim 10$ Myr would be a reasonable choice. This coincides with the minimum time-scale to obtain $\overline{\mathrm{SFR}_\star}(\tau)$ estimates comparable to those derived from $L_{\mathrm{H}\alpha}$, which are built upon the assumption of constant SFR over $\tau \geqslant t_{\mathrm{ion}} \sim 10$ Myr. Our base ages in this range are $t_{\star,j} = 10$, 14, 25, 40 and 55 Myr.

5.3 Synthesis versus Hα-based current SFRs

To compare the SFRs given by equations (9) and (10) we must first choose a specific value for τ. We do this by correlating the SFR *per unit area* obtained with these two estimators, and seeking the value of τ which yields the best correlation. Surface densities were used to remove the d^2 factors common to both SFRs, thus avoiding distance-induced correlations. Data for the $\mathrm{SF}^{\mathrm{hq}}$ sample was used in this calibration. Also, since $L_{\mathrm{H}\alpha}$ refers to the emission from within the 3-arcsec SDSS fibres, $M^{\mathrm{c}}_\star$ was not extrapolated to the whole galaxy in this comparison.

Fig. 6 shows the results of this exercise. Panel (a) shows the run of the Spearman coefficient (R_{S}) for different values of τ, with the

[4] $\mathcal{N}_{\mathrm{H}}$ is 1.66 times smaller for a Salpeter IMF within the same mass limits.

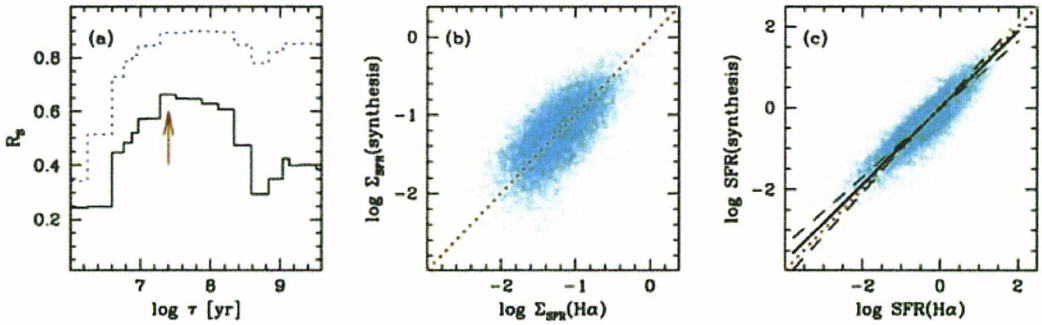

Figure 6. (a) The solid line shows the Spearman coefficient (R_S) of the Σ_{SFR}(synthesis)$-\Sigma_{SFR}$(Hα) correlation for different values of τ in equation (10). The dotted line indicates the strength of the SFR (synthesis) – SFR (Hα) correlation. (b) Correlation between the SFR per unit area obtained through Hα and our synthesis (for $\tau = 24.5$ Myr). Units are $M_\odot\ yr^{-1}\ kpc^{-2}$ for both axes. The dotted line marks the identity line. (c) Correlation between the SFRs derived from equations (10) and (9). Dashed lines indicate the $y(x)$ and $x(y)$ linear regressions, while the solid line shows the bisector fit.

best value indicated by an arrow. Given the discreteness of our base, any value in the range of the $t_\star = 25$ Myr bin yield identically strong correlations (i.e. same R_S). We chose $\tau = 24.5$ Myr because this value yields zero offset between these two SFRs. This is not a critical choice, as values in the whole 10–100 Myr range yield correlations of similar strength (Fig. 6a). The corresponding correlations between the synthesis and Hα-based SFRs are shown in panels (b) and (c) in terms of SFR surface densities and absolute SFRs, respectively. Robust fits to these relations yield slopes very close to unity (1.09 in Fig. 6b and 0.94 in Fig. 6c).

The rms difference between these two SFR estimators is 0.3 dex, corresponding to a factor of 2. We consider this an excellent agreement, given that these estimators are based on entirely different premises and independent data, and taking into account the uncertainties inherent to both estimators. It is also reassuring that τ turns out to be comparable to $t_{ion} \sim 10$ Myr, which is (by construction) the smallest time-scale for $SFR_{H\alpha}$ to be meaningful. That the scatter between $SFR_{H\alpha}$ and $SFR_\star$ is typically just a factor of 2 can be attributed to the fact that we are dealing with integrated galaxy data, thus averaging over SF regions of different ages and emulating a globally constant SFR, which works in the direction of compatibilizing the hypotheses underlying equations (9) and (10).

With these results, we define the ratio of 'current' to mean past SFR as

$$b = \frac{\overline{SFR_\star}(\tau = 24.5\ \mathrm{Myr})}{\overline{SFR_\star}(\tau = \tau_G)}, \tag{11}$$

where τ_G is the age of the oldest stars in a galaxy. In practice, since the overwhelming majority of galaxies contain components as old as our base allows, the denominator is simply $M_\star^c$ divided by the age of the Universe, such that b is ultimately a measure of the current specific SFR. This definition was used in Section 3, where it was shown that b decreases by an order of magnitude in the median from the top to the bottom of the SF wing.

6 THE STAR FORMATION HISTORIES OF SF GALAXIES

Spectral synthesis methods such as the one employed in this work have historically been seen with a good deal of skepticism, best epitomized by Searle (1986), who, when talking about the spectral synthesis of integrated stellar populations, said that 'too much has been claimed, and too few have been persuaded'. Persuading the reader that one can nowadays recover a decent sketch of the time-dependent SFR in a galaxy from its spectrum requires convincing results. In this section we apply the new tools to describe SFHs presented above (equations 5–7) to SF galaxies in the SDSS. As shown below, the temporal dimension leads to a more detailed view of SF galaxies than that obtained with mean ages or current SFR estimates.

6.1 Distributions of star formation histories

Our general strategy to explore the statistics of the sample is to group galaxies according to certain similarity criteria and derive mean SFHs for each group. Since all the results presented from Section 6.2 onwards are based on mean SFHs, it is fitted to first ask how representative such means are of the whole distribution of SFHs.

This is done in Fig. 7, where we show the full $t_\star$-by-$t_\star$ distribution of SSFR($t_\star$), computed with equation (6), for two of the six bins in Z_{neb} defined in Fig. 2: bins A and F, plotted in black and red, and centred at $Z_{neb} = 0.31$ and 1.22, respectively. Solid lines indicate the mean SSFR, dashed lines show the median and dotted lines the corresponding 5 and 95 percentiles of the distributions. The first thing one notices in this plot is that the distributions are very wide. For instance, for most of the $t_\star < 1$ Gyr range, their 5–95

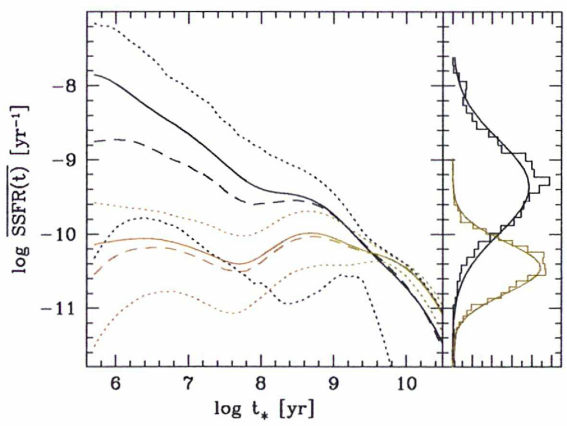

Figure 7. Left-hand part: Distributions of SFHs for Z_{neb} bins A (black) and F (red), as defined in Fig. 2. For each bin, we show the mean SSFR (solid line), the median (dashed line) and the 5 and 95 percentiles of the distributions (dotted line). Right-hand part: Normalized distributions of log SSFR for $t_\star = 25$ Myr. Gaussians are superimposed to illustrate that the distributions are lognormal.

percentile ranges span over two orders of magnitude in SSFR. As discussed further below, this is in part due to the choice of grouping galaxies by $Z_{\rm neb}$. Grouping by properties more directly related to the SFHs should lead to narrower distributions. However, one must realize that since galaxy evolution depends on many factors, grouping objects according to any single property will *never* produce truly narrow SFH distributions. Secondly, the distribution of SSFR values at any $t_\star$ is asymmetric, as can be seen by the fact that the mean and median curves differ. In fact, as illustrated by the right-hand panel in Fig. 7, these distributions are approximately *lognormal*, indicating that SFHs result from the multiplication of several independent factors, as qualitatively expected on physical grounds.

Despite their significant breadth and overlap, it is clear that the SSFR distributions for $Z_{\rm neb}$ bins A and F in Fig. 7 are very different, particularly at low $t_\star$. This is confirmed by KS tests, which show that these two distributions are undoubtedly different. In fact, for *any* pair of $Z_{\rm neb}$ bins the distributions differ with >99 per cent confidence for *any* $t_\star$.

In what follows we will present only mean SFHs, obtained grouping galaxies according to a subset of the available physical parameters. Whilst there is clearly more to be learned from the SFH distributions discussed above, this is a useful first approach to explore the intricate relations between galaxy properties and their SFHs.

6.2 Trends along the SF wing

We start our statistical study of galaxy SFHs grouping galaxies in the six $Z_{\rm neb}$ bins defined in Section 2. As shown in Fig. 2, $Z_{\rm neb}$ traces the location of a galaxy along the SF wing in the BPT diagram.

Fig. 8 shows the derived SFHs for the A–F bins in four different representations, from top to bottom: $x_{\rm s}$, SFR, SSFR and $\eta^{\rm c}_\star$ as a function of stellar age $t_\star$. Each line represents a $t_\star$-by-$t_\star$ average over all galaxies in the bin. The plots show that young populations are present in a proportion which increases systematically as $Z_{\rm neb}$ decreases. This is evident, for instance, in the $x_{\rm s}(t_\star)$ panel, which shows how $Z_{\rm neb}$-related age distributions combine to produce the correlation between $\langle \log t_\star \rangle_{\rm L}$ and $Z_{\rm neb}$ depicted in Fig. 5(f).

The SFR($t_\star$) curves (panel b) show that SF galaxies of different $Z_{\rm neb}$ differ more in their past SFR, low $Z_{\rm neb}$ having SFRs about 100 times lower than those of high $Z_{\rm neb}$ a few Gyr ago. In the more recent past, all curves converge to SFRs of a few $\rm M_\odot\ yr^{-1}$. At first sight, this convergence seems to be at odds with the fact that galaxies with low and high $Z_{\rm neb}$ differ by about one order of magnitude in the median $L_{\rm H\alpha}$ (Table 1), and thus should differ by a similar factor in the recent SFR. In fact, there is no contradiction, since what needs to be considered when comparing the synthesis-based SFR with that derived from Hα is the mean SFR over scales of at least 10 Myr, and these are clearly smaller for low-$Z_{\rm neb}$ galaxies than for those of higher $Z_{\rm neb}$. As shown in Fig. 6, Hα and synthesis-based SFRs agree very well. Ultimately, the apparent coincidence of mean SFR curves of different $Z_{\rm neb}$ is due to the fact that the relation between recent SFR and $Z_{\rm neb}$ is a relatively weak and scattered one (Fig. 5h), such that along the whole SF wing one may find galaxies that transform a similar amount of gas into stars per year.

The clearest separation between SFHs of galaxies of different $Z_{\rm neb}$ is provided by the SSFR($t_\star$) curves. At ages $\gtrsim$ a few Gyr all SSFR curves merge. This behaviour is a consequence of the fact that most of the stellar mass is assembled early on in a galaxy's history, irrespective of $Z_{\rm neb}$ or other current properties. With our $\Delta \log t_\star =$ 1 dex smoothing, this initial phase, over which $\int \mathrm{SFR}\, \mathrm{d}t_\star \sim M^{\rm c}_\star$, becomes a single-resolution element in the SFR curves. Division by $M^{\rm c}_\star$ to produce a specific SFR (equation 6) then makes all curves

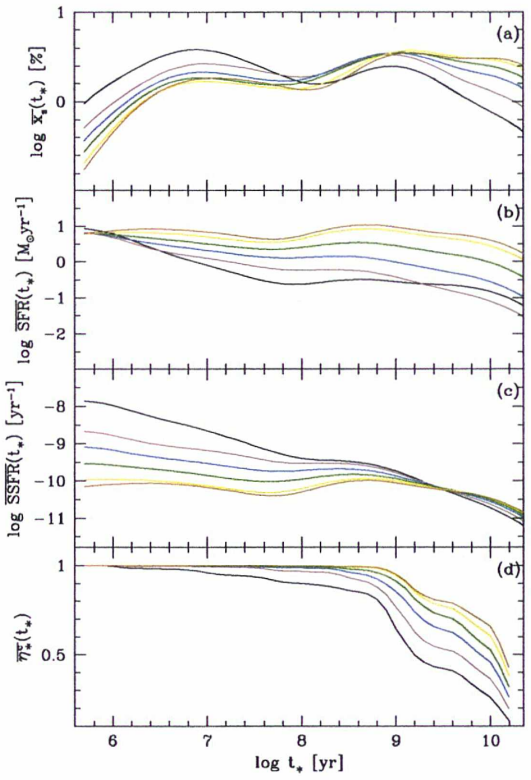

Figure 8. Mean SFHs for the six different $Z_{\rm neb}$ bins defined in Fig. 2, in four different representations: (a) smoothed population vector, $\overline{x_{\rm s}}(t_\star)$, (b) $\overline{\rm SFR}(t_\star)$, (c) $\overline{\rm SSFR}(t_\star)$ and (d) $\overline{\eta^{\rm c}_\star}(t_\star)$.

coincide. At later times (smaller $t_\star$), however, the curves diverge markedly, with the lowest and highest $Z_{\rm neb}$ groups differing in SSFRs by around two orders of magnitude nowadays. This confirms that the relation between recent and past star formation is a key factor in distributing galaxies along the SF wing in the BPT diagram (Fig. 5g).

Yet another way to visualize the SFH is through the mass-assembly function defined in equation (7). Though $\eta^{\rm c}_\star(t_\star)$ is computed with the raw (unsmoothed) population vector, for presentation purposes we apply a FWHM = 0.2 dex Gaussian in $\log t_\star$, just enough to smooth discontinuities associated with the discrete set of $t_{\star,\,j}$ values in our base. Fig. 8(d) shows the results. This is essentially a cumulative representation of the same results reported in Fig. 8(c), namely that low-$Z_{\rm neb}$ galaxies are slower in assembling their stars. This plot is however better than the previous ones in showing that despite these differences, all galaxies have built up most of their stellar mass by $t_\star = 1$ Gyr.

These encouraging results indicate that synthesis methods have evolved to a point where one can use them in conjunction with the fabulous data sets currently available to sketch a fairly detailed semi-empirical scenario for galaxy evolution. In the next section we walk a few more steps in this direction by inspecting how astrophysically plausible drivers of galaxy evolution relate to the SFHs recovered from the data.

6.3 Star formation histories and chemical evolution in mass and surface density bins

The value of grouping galaxies by $Z_{\rm neb}$ is that it maps SFHs to a widely employed diagnostic tool: the BPT diagram. Yet, present-day

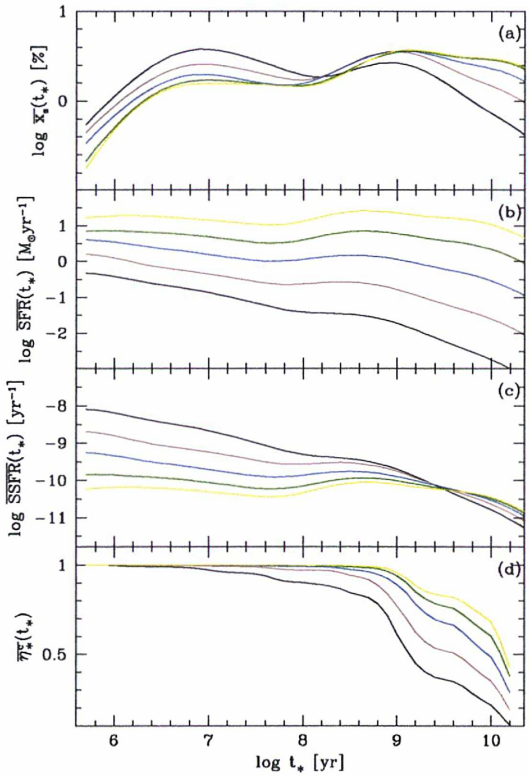

Figure 9. As Fig. 8, but binning SF galaxies by their stellar mass, using five 1 dex wide bins, centred at (from bottom to top in panel b) $\log M_\star/\mathrm{M}_\odot = 7.5, 8.5, 9.5, 10.5$ and 11.5, which contain 542, 4057, 26 700, 47 153, 3808 galaxies, respectively.

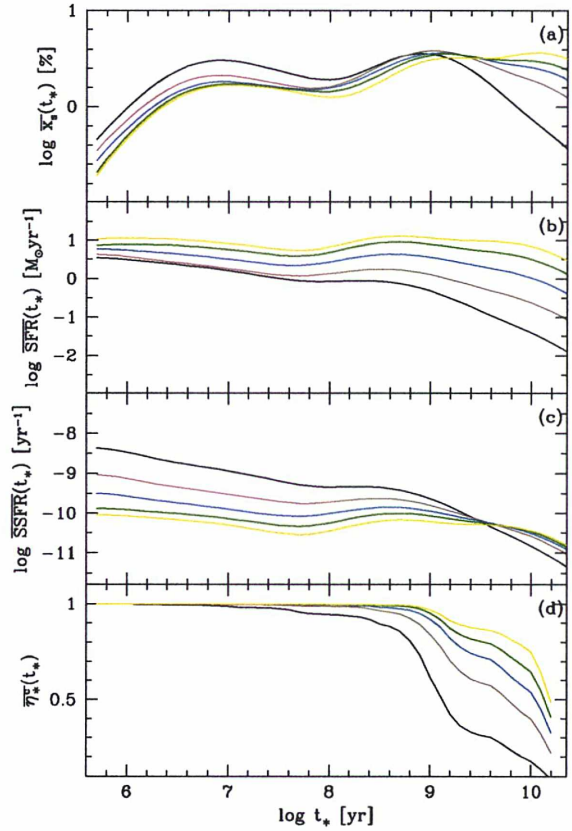

Figure 10. As Fig. 8, but binning SF galaxies by their stellar surface densities, with five 0.5 dex wide bins centred at $\log \Sigma_\star = 7.25, 7.75, 8.25, 8.75$ and $9.25\,\mathrm{M}_\odot\ \mathrm{kpc}^{-2}$, containing 1477, 12 554, 37 177, 27 742, 3046 galaxies, respectively.

nebular abundance is not a cause, but a consequence of galaxy evolution. In this section we leave aside our focus on the BPT diagram and group galaxies according to properties more directly associated to physical drivers of galaxy evolution. Two natural candidates are the mass ($M_\star$) and surface mass density ($\Sigma_\star$). Like $Z_{\rm neb}$, both $M_\star$ and $\Sigma_\star$ can be considered the end product of a SFH, yet they are clearly more direct tracers of depth of the potential well and degree of gas compression, two key parameters affecting physical mechanisms which regulate galaxy evolution (Schmidt 1959; Tinsley 1980; Kennicutt 1998).

Fig. 9 shows our different representations of the SFH of SF galaxies for five 1 dex wide mass bins centred at $\log M_\star/\mathrm{M}_\odot = 7.5 - 11.5$. Given that $M_\star$ and $Z_{\rm neb}$ are related, the overall evolutionary picture emerging from this plot is similar to the one obtained binning galaxies in $Z_{\rm neb}$, i.e. massive galaxies assemble their stars faster than low-mass galaxies. On the whole, Fig. 9 provides a compelling visualization of galaxy downsizing.

The most noticeable difference with respect to $Z_{\rm neb}$-binned results is on the absolute SFR curves (compare Figs 8b and 9b). This difference is rooted in the fact that galaxies of similar $Z_{\rm neb}$ span a much wider range of SFRs than galaxies of similar $M_\star$. This can be illustrated focusing on recent times, and inspecting the $L_{\rm H\alpha} - Z_{\rm neb}$ relation (Fig. 5h), with the understanding that $L_{\rm H\alpha}$ can be read as the current SFR (Fig. 6). Despite the statistically strong correlation ($R_{\rm S} = 0.49$), the typical 5–95 percentile range in $L_{\rm H\alpha}$ for a given $Z_{\rm neb}$ is ~2.1 dex, comparable to the full dynamic range spanned by the data (2.4 dex over the same percentile range). In other words, the relation has a large scatter, and hence $Z_{\rm neb}$ binning mixes objects with widely different SFRs, explaining why the $\overline{\rm SFR}(t_\star)$ curves in Fig. 8(b) tend to merge at low $t_\star$. The $L_{\rm H\alpha} - M_\star$ relation (not shown), on the other hand, is stronger ($R_{\rm S} = 0.68$), partly due to the d^2 factors in common to absolute SFRs and $M_\star$. Grouping by $M_\star$ then selects galaxies in narrower SFR ranges, producing the well-separated curves seen in Fig. 9(b).

Results grouping galaxies according to $\Sigma_\star$ are presented in Fig. 10. Since $\Sigma_\star$ and $M_\star$ correlate very strongly ($R_{\rm S} = 0.73$ in our sample), the results are similar to those obtained grouping galaxies by their stellar mass. Kauffmann et al. (2003b), based on an analysis of two SFH-sensitive spectroscopic indices [namely $D_n(4000)$ and $\mathrm{H}\delta_A$], propose that $\Sigma_\star$ is more directly connected to SFHs than $M_\star$. This is not obviously so comparing Figs 9 and 10. A more detailed, multivariate analysis is needed to evaluate which is the primary driver of SFHs.

7 SELECTION EFFECTS AND MODELLING CAVEATS

This section deals with the effects of sample selection, synthesis ingredients and model assumptions on our results.

7.1 Selection effects

We now study to which extent the mean SFHs derived in the last section are affected by the way we have defined SF galaxies. We

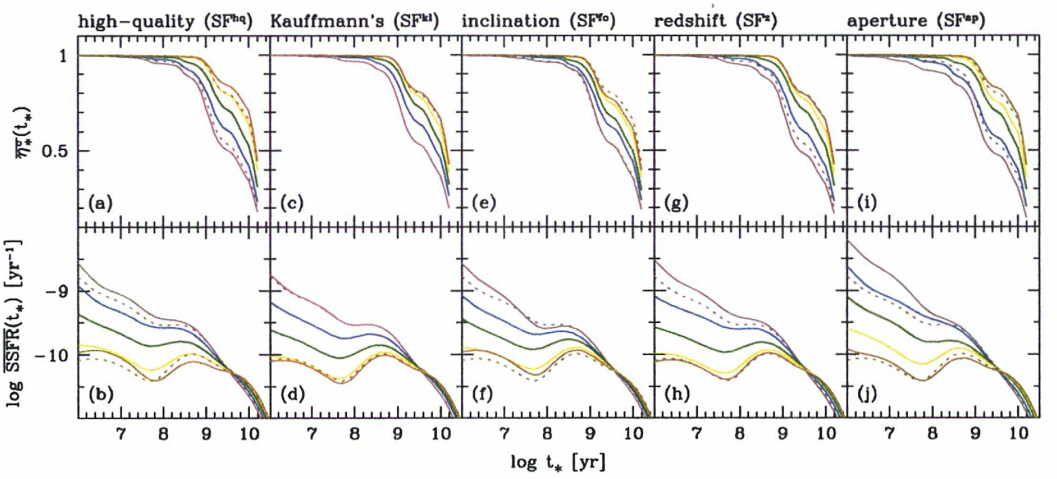

Figure 11. Average mass assembly histories ($\eta^c_\star$, top panels) and specific SFR (SSFR, bottom) histories for $Z_{\rm neb}$ bins B to F, colour-coded as in Fig. 2. Solid lines show the curves for different sample definitions. For comparison, the dotted lines in all panels show the curves for bins B (lower curves; magenta) and F (upper curves; red) of the full SF sample.

address this issue recomputing mean SFHs for samples constructed with alternative selection criteria, and comparing to the results obtained with our default sample.

We first ask how our emission-line and continuum S/N cuts influence our results. Figs 11(a) and (b) show the average mass assembly and SSFR functions for the high-quality $\mathrm{SF^{hq}}$ subsample defined in Section 2.3. The results for this better data subsample are very similar to those obtained with the full SF sample. The SSFR curves in recent times are skewed to slightly higher rates, which reflects the fact that objects in the $\mathrm{SF^{hq}}$ sample are slightly younger than those in the full SF sample, as shown in Fig. 3.

Our BPT-based selection of SF galaxies used the dividing line proposed in SEAGal III, which is more restrictive than the empirical line proposed by Kauffmann et al. (2003c). We define the SF^{kl} sample as the 111 026 galaxies classified as SF according to the Kauffmann et al. (2003c) line. Figs 11(c) and (d) show that the SFHs for $Z_{\rm neb}$ bins in this sample are nearly indistinguishable from those obtained with the SEAGal classification criterion.

Another concern is the inclination effect. The spectra of edge-on objects are biased by the metal-poor outer parts of the galaxies, leading to an underestimation of $Z_{\rm neb}$. This may lead us to place a galaxy in a lower $Z_{\rm neb}$ bin than it would if it were seen face on, possibly affecting the mean SFH in that bin. To investigate this effect we have defined a subsample of nearly face-on galaxies, $\mathrm{SF^{fo}}$ (6842 objects), selecting by the inclination parameter, $b/a \geqslant 0.9$. Figs 11(e) and (f) show that the SFHs derived with this sample are practically the same as for the full sample.

Aperture effects are a common source of concern in studies of SDSS spectra (e.g. Gómez et al. 2003, SEAGal I). To investigate how such effects impact upon our SFHs we defined two samples: the SF^z sample, which comprises 58 153 SF galaxies with $z \geqslant 0.05$ (as opposed to 0.002 for the full SF sample), and the $\mathrm{SF^{ap}}$ sample, comprising only the 1096 objects with more than half of their z-band luminosity inside the fibre. Both criteria exclude proportionately more the population of low-$Z_{\rm neb}$, low-$M_\star$ galaxies (distant galaxies of this category are not present in the SDSS, due to limiting magnitude). Accordingly, the change in SFHs is only noticeable for the lowest $Z_{\rm neb}$ bins, as shown in Figs 11(g)–(j). In particular, Fig. 11(j) shows that the mean SFH for bin C in the $\mathrm{SF^{ap}}$ sample matches that of bin B in the full sample. Of all selection-induced changes discussed here, this is the largest one; yet, all it does is to shift the SFHs from one group of galaxies to the adjoining one.

To summarize, selection criteria may influence the derived mean SFHs in quantitative terms, but do *not* modify the relative pattern of mean SFHs of galaxies in different $Z_{\rm neb}$ bins. The same applies to grouping galaxies according to properties other than $Z_{\rm neb}$. The general trends in the SFH as a function of global galaxy properties obtained in this work are therefore robust against variations in the sample selection criteria.

7.2 Experiments with different models

One should also ask to which extent our results are robust against changes in the base of evolutionary synthesis models. While answering this question requires an in-depth study far beyond the scope of this paper, we believe this has a much larger impact on SFHs than selection effects.

Panter et al. (2007) reported results of MOPED experiments using spectral models from different sources (Bruzual A. & Charlot 1993; Fioc & Rocca-Volmerange 1997; BC03; Jimenez et al. 2004; Maraston 2005), all sampled at $\Delta\lambda = 20$ Å. For the 767 galaxies in their randomly selected test sample, the resulting mean star formation fractions (analogous to our $\boldsymbol{\mu}$ vector) differ by factors of a few for the youngest and oldest ages, and close to a full order of magnitude for $t_\star \sim 0.1 - 1$ Gyr. Recovering SFHs in this intermediate age range is particularly hard, as discussed by Mathis et al. (2006). Indeed, the experiments reported by Panter et al. often find a suspiciously large 1-Gyr component.

The behaviour of our STARLIGHT fits is also anomalous in this age range. This is clearly seen in the mean SFHs shown in Figs 8–10, particularly in the $\boldsymbol{x}_s$ representation, which shows a hump at ~1 Gyr. Interestingly, STARLIGHT experiments with a base of evolutionary synthesis models using the MILES library of Sanchez-Blazquez et al. (2006, instead of the STELIB library used in the base adopted for this and previous SEAGal studies) do not produce this hump at ~1 Gyr. In fact, the whole mean SFHs derived with this new set of models differs systematically from those shown in Figs 8–10. The mass assembly function $\eta_\star(t_\star)$, for instance, rises more slowly and converges at somewhat smaller $t_\star$ than those obtained in this work. There are also systematic differences in stellar extinction, which

comes out $\Delta A_V^\star \sim 0.4$ mag larger with the MILES models. Extensive tests with these new bases, including different prescriptions of stellar evolution as well as different spectral libraries, are underway, but these first results show that significant changes can be expected.

Reassuringly, however, these same experiments show that the pattern of SFHs as a function of $Z_{\rm neb}, M_\star$ and $\Sigma_\star$ reported in this paper does *not* change with these new models. In any case, these initial results provide an eloquent reminder of how dependent semi-empirical SFH studies are on the ingredients used in the fits.

7.3 Experiments with differential extinction

We saw in Section 2.5.2 that the nebular and stellar extinctions are strongly correlated, but with $A_V^{\rm neb} \sim$ twice $A_V^\star$. This indicates that the uniform stellar extinction used in our fits is not adequate to model SF regions, which should be subjected to a similar extinction than the line-emitting gas, i.e. $A_V^\star(t_\star \lesssim 10^7$ yr$) \sim A_V^{\rm neb}$. It is therefore fit to ask whether and how such a differential extinction affects our general results.

Given the difficulties in recovering reliable population-dependent $A_V^\star$ values from spectral synthesis in the optical range alone, we address this question by postulating that populations younger than 10^7 yr are extincted by $0.34 + 2.28\,A_V^\star$, i.e. the empirical $A_V^{\rm neb}\,(A_V^\star)$ relation found in Section 2.5.2, with $A_V^\star$ now denoting the extinction to $>10^7$ yr stars.[5] The 17 142 galaxies in the SF$^{\rm hq}$ subsample were refitted with this more realistic modified recipe for extinction effects.

Qualitatively, one expects that forcing a uniform $A_V^\star$ fit to a galaxy where the young stars suffers more extinction than the others should lead to an overestimation of the age of the young population. This older and thus redder young population would compensate the mismatch in $A_V^\star$. Allowing for $A_V^\star(t < 10^7$ yr$)$ larger than the $A_V^\star$ of the $t > 10^7$ yr populations makes it possible to fit the same spectrum with younger and dustier populations. Hence, the recent SFRs should increase.

This expectation is fully confirmed by these new fits. Fig. 12 shows a comparison between three $Z_{\rm neb}$ bins (B, D and F) for the old and new fits of the SF$^{\rm hq}$ sample. One sees that the new average SFR and SSFR curves are shifted by ~0.3 dex upwards in the $t_\star \leqslant 10^7$ yr range with respect to the ones obtained with a single extinction. The rearrangements in the population vector tend to be in the sense of shifting some light from old populations to the $\leqslant 10^7$-yr components.

Not surprisingly, the properties which change most are those directly related to the strength of the young population, such as current SFR, which increases by 0.3 dex on average, and the mean stellar age, which decreases by $\Delta\langle \log t_\star\rangle_{\rm L} \sim 0.1$ dex. The changes in other global properties such as $A_V^\star$ and $M_\star$ are much smaller than this.

These experiments are obviously a simplification of the problem of dust distribution in galaxies, yet they suggest that the choice of the extinction modelling can have non-negligible effects on the derived SFH curves. On the whole, however, the qualitative pattern of SFHs as a function of $Z_{\rm neb}$ or other variables stays the same. As found in the sample selection studies, quantitative changes are at best equivalent to moving from one bin to the next, so that our general conclusion does not change.

8 SUMMARY

In this paper we have studied physical properties of 82 302 normal SF galaxies from the SDSS DR5, by using results from our stellar population synthesis code, STARLIGHT, and our emission-line measurement algorithm.

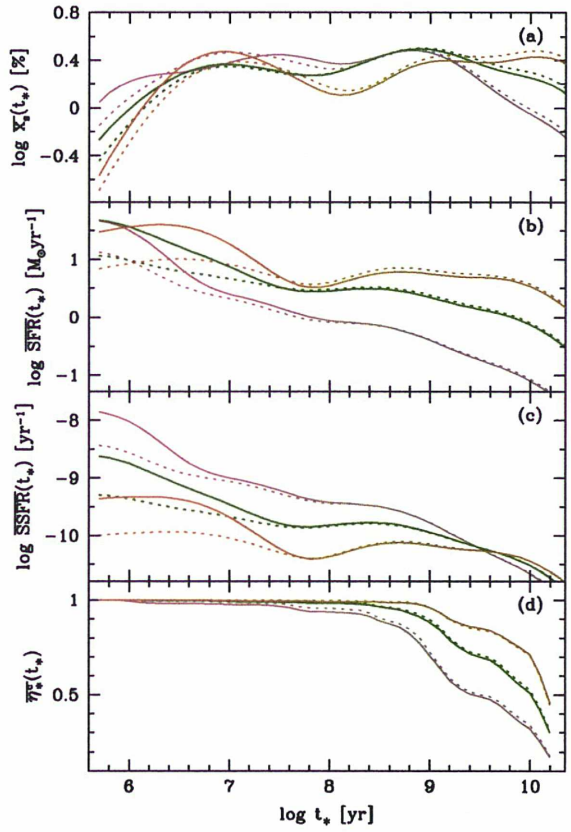

Figure 12. Comparison between mean SFHs for the SF$^{\rm hq}$ sample modelled with only one stellar extinction (dotted lines) and with differential extinction (solid lines). For clarity, only $Z_{\rm neb}$ bins B, D and F are drawn, and colour-coding is the same as in Fig. 2. Each panel shows a different representation of SFHs: (a) smoothed population vector, $\overline{x_s}(t_\star)$, (b) $\overline{\rm SFR}(t_\star)$, (c) $\overline{\rm SSFR}(t_\star)$ and (d) $\overline{\eta_\star^c}(t_\star)$.

Before reviewing our main results, we highlight some aspects of this study which have relatively little impact upon our general conclusions, but represent significant refinements in our methodology.

(i) We have detected a systematically overestimated continuum level around Hβ, whose origin we tentatively attribute to deficiencies in the STELIB calibration in this range. Gaussian fits to the Hβ emission which disregard this offset tend to underestimate the line flux by 4 per cent on average, and ~7 per cent in the case of weaker lines. These are relatively small, yet systematic effects, which propagate to estimates of nebular extinction, metallicities and galaxy classification.

(ii) SF galaxies were selected according to the theoretical criterion proposed in SEAGal III, which minimizes contamination by AGN emission.

(iii) Nebular extinctions and metallicities were derived self-consistently, allowing for the metallicity dependence of the Balmer decrement. Five different reddening laws were explored, but found to produce equally good spectral fits and relatively small differences in derived physical properties.

(iv) We have confirmed the strong correlation between $A_V^{\rm neb}$ and $A_V^\star$ found in SEAGal I. We have also identified a strong correlation

[5] We thank the referee for suggesting this approach.

between the strength of the ISM component of the Na D absorption doublet and the amount of dust derived from the synthesis.

(v) Different recipes for nebular metallicity estimates were tried. Some of them proved not to be adequate for this study, either because of the lack of spectral data (e.g. measures of [Ar III]λ7135 and [O III]4363 emission lines were available for few objects), or because such calibrations were only valid in the low-$Z_{\rm neb}$ regime, thus encompassing a very small fraction of objects from our sample. Therefore, throughout our analysis we use the O_3N_2 index and the calibration by Stasińska (2006) to measure the nebular metallicity. Although this is not a reliable calibrator at the lowest metallicities, it is good enough for our analysis in $Z_{\rm neb}$ bins. Furthermore, it has the nice virtue of being directly related with the position of the objects in the BPT diagram.

We now summarize results related to the main goal of this paper, namely to investigate the SFH of galaxies along the SF wing in the BPT diagram. In practice, this means studying how SFHs change as a function of nebular metallicity, even though $Z_{\rm neb}$ is more a product than a cause of galaxy evolution.

(i) We started our study with a traditional analysis, correlating $Z_{\rm neb}$ with several physical and observed properties. This analysis confirms results obtained directly or indirectly in the past by other works, such as relations between the nebular metallicity and galaxy luminosity, mass, dust content, mean stellar metallicity and mean stellar age.

(ii) Formalism towards a time-dependent analysis was then presented. Simple ways to compress the output of our stellar population synthesis code were proposed. These are based either on a posteriori smoothing of the age distribution, which allows the derivation of time-dependent SFRs, or a cumulative mass assembly history.

(iii) As a first application of this time-dependent description of SFHs we computed the current SFR obtained from our spectral fits. The resulting values of $\rm SFR_\star$ agree very well to more traditional estimates based on the luminosity of Hα. The scatter between $\rm SFR_\star$ and $\rm SFR_{H\alpha}$ is just a factor of 2, despite the differences in the underlying assumptions and sensitivity to the IMF. This result strengthens confidence in our method, and, more importantly, opens the possibility of measuring current SFRs in galaxies hosting AGN, where Hα method does not apply.

(iv) Fully time-dependent SFHs were then derived grouping galaxies into six $Z_{\rm neb}$ bins spanning the entire SF wing of the BPT diagram. Mean SFHs for each of these bins were presented in four different representations: (i) the smoothed population vector, $\overline{x_{\rm s}}(t_\star)$, (ii) the SFRs $\overline{\rm SFR}(t_\star)$, (iii) specific SFRs $\overline{\rm SSFR}(t_\star)$ and (iv) mass-assembly histories, $\overline{\eta_\star^{\rm c}}(t_\star)$.

(v) We found that SFHs vary systematically along the SF sequence. Though all galaxies assembled the bulk of their stellar mass over 1 Gyr ago, low-$Z_{\rm neb}$ systems evolve at a slower pace. Galaxies at the tip of the SF wing have current specific SFRs about two orders of magnitude larger than the metal-rich galaxies at the bottom of the BPT diagram.

(vi) At any given time, the distribution of SSFRs for galaxies within a $Z_{\rm neb}$ bin is quite broad and approximately lognormal.

(vii) We performed the same SFH study grouping galaxies by their stellar mass and surface mass density. Given the existence of $Z_{\rm neb}-M_\star-\Sigma_\star$ relations, the overall picture is obtained grouping by $Z_{\rm neb}$. Thus, low $M_\star$ (low $\Sigma_\star$) systems are the ones which evolve slower, with current SSFRs much larger than more massive (dense) galaxies.

(viii) Finally, we have analysed a number of selection and modelling effects that might bias our results, and show that while they may affect the derived SFHs quantitatively, the organization of SFHs as a function of $Z_{\rm neb}, M_\star, \Sigma_\star$ remains the same. Experiments with new evolutionary synthesis models and differential extinction fits were reported and found to lead to substantially different SFHs, yet preserving this same overall pattern.

ACKNOWLEDGMENTS

We are greatly in debt with several colleagues and institutions around the globe who have contributed to this project by allowing access to their computers. The STARLIGHT project is supported by the Brazilian agencies CNPq, CAPES, FAPESP, by the France-Brazil CAPES/Cofecub program and by Observatoire de Paris.

Funding for the SDSS and SDSS-II has been provided by the Alfred P. Sloan Foundation, the Participating Institutions, the National Science Foundation, the US Department of Energy, the National Aeronautics and Space Administration, the Japanese Monbukagakusho, the Max Planck Society, and the Higher Education Funding Council for England. The SDSS web site is http://www.sdss.org/. The SDSS is managed by the Astrophysical Research Consortium for the Participating Institutions. The Participating Institutions are the American Museum of Natural History, Astrophysical Institute Potsdam, University of Basel, University of Cambridge, Case Western Reserve University, University of Chicago, Drexel University, Fermilab, the Institute for Advanced Study, the Japan Participation Group, Johns Hopkins University, the Joint Institute for Nuclear Astrophysics, the Kavli Institute for Particle Astrophysics and Cosmology, the Korean Scientist Group, the Chinese Academy of Sciences (LAMOST), Los Alamos National Laboratory, the Max-Planck-Institute for Astronomy (MPIA), the Max-Planck-Institute for Astrophysics (MPA), New Mexico State University, Ohio State University, University of Pittsburgh, University of Portsmouth, Princeton University, the United States Naval Observatory and the University of Washington.

REFERENCES

Adelman-McCarthy et al. (SDSS Collaboration), 2007, ApJS, in press
Allende Prieto C., Lambert D. L., Asplund M., 2001, ApJ, 556, L63
Alongi M., Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., Fagotto F., Greggio L., Nasi E., 1993, A&AS, 97, 851
Asari N. V., 2006, MSc thesis, Universidade Federal de Santa Catarina
Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, PASP, 93, 5
Bica E., 1988, A&A, 195, 76
Bica E., Barbuy B., Ortolani S., 1991, ApJ, 382, L15
Bica E., Alloin D., Schmitt H. R., 1994, A&A, 283, 805
Bressan A., Fagotto F., Bertelli G., Chiosi C., 1993, A&AS, 100, 647
Brinchmann J., Charlot S., White S. D. M., Tremonti C., Kauffmann G., Heckman T., Brinkmann J., 2004, MNRAS, 351, 1151
Bruzual A. G., Charlot S., 1993, ApJ, 405, 538
Bruzual G., Charlot S., 2003, MNRAS, 344, 1000
Calzetti D., Kinney A. L., Storchi-Bergmann T., 1994, ApJ, 429, 582
Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, ApJ, 345, 245 (CCM)
Chabrier G., 2003, PASP, 115, 763
Chiappini C., Romano D., Matteucci F., 2003, MNRAS, 339, 63
Cid Fernandes R., Heckman T., Schmitt H., Delgado R. M. G., Storchi-Bergmann T., 2001, ApJ, 558, 81
Cid Fernandes R., Leão J. R. S., Lacerda R. R., 2003, MNRAS, 340, 29
Cid Fernandes R., Gu Q., Melnick J., Terlevich E., Terlevich R., Kunth D., Rodrigues Lacerda R., Joguet B., 2004, MNRAS, 355, 273
Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Stasińska G., Gomes J. M., 2005, MNRAS, 358, 363 (SEAGal I)
Cid Fernandes R., Asari N. V., Sodré L., Stasińska G., Mateus A., Torres-Papaqui J. P., Schoenell W., 2007, MNRAS, 375, L16 (SEAGal V)

Corbin M. R., Vacca W. D., Cid Fernandes R., Hibbard J. E., Somerville R. S., Windhorst R. A., 2006, ApJ, 651, 861
Fagotto F., Bressan A., Bertelli G., Chiosi C., 1994a, A&AS, 104, 365
Fagotto F., Bressan A., Bertelli G., Chiosi C., 1994b, A&AS, 105, 29
Fioc M., Rocca-Volmerange B., 1997, A&A, 326, 950
Gallagher J. S. III, Hunter D. A., Tutukov A. V., 1984, ApJ, 284, 544
Gallazzi A., Charlot S., Brinchmann J., White S. D. M., Tremonti C. A., 2005, MNRAS, 362, 41
Gavazzi G., Boselli A., Pedotti P., Gallazzi A., Carrasco L., 2002, A&A, 396, 449
Girardi L., Bressan A., Chiosi C., Bertelli G., Nasi E., 1996, A&AS, 117, 113
Gómez P. L. et al., 2003, ApJ, 584, 210
González-Delgado R. M., Cerviño M., Martins L. P., Leitherer C., Hauschildt P. H., 2005, MNRAS, 357, 945
Gordon K. D., Clayton G. C., Misselt K. A., Landolt A. U., Wolff M. J., 2003, ApJ, 594, 279
Heavens A., Panter B., Jimenez R., Dunlop J., 2004, Nat, 428, 625
Heavens A. F., Jimenez R., Lahav O., 2000, MNRAS, 317, 965
Heckman T. M., Lehnert M. D., Strickland D. K., Armus L., 2000, ApJS, 129, 493
Hopkins A. M. et al., 2003, ApJ, 599, 971
Izotov Y. I., Stasińska G., Meynet G., Guseva N. G., Thuan T. X., 2006, A&A, 448, 955
Jacoby G. H., Hunter D. A., Christian C. A., 1984, ApJS, 56, 257
Jimenez R., MacDonald J., Dunlop J. S., Padoan P., Peacock J. A., 2004, MNRAS, 349, 240
Kauffmann G. et al., 2003a, MNRAS, 341, 33
Kauffmann G. et al., 2003b, MNRAS, 341, 54
Kauffmann G. et al., 2003c, MNRAS, 346, 1055
Kennicutt R. C. Jr, 1983, ApJ, 272, 54
Kennicutt R. C. Jr, 1998, ApJ, 498, 541
Kennicutt R. C. Jr, Tamblyn P., Congdon C. E., 1994, ApJ, 435, 22
Kong X., Charlot S., Weiss A., Cheng F. Z., 2003, A&A, 403, 877
Le Borgne J.-F. et al., 2003, A&A, 402, 433
Liang Y. C., Yin S. Y., Hammer F., Deng L. C., Flores H., Zhang B., 2006, ApJ, 652, 257
Maraston C., 2005, MNRAS, 362, 799
Martins L. P., Delgado R. M. G., Leitherer C., Cerviño M., Hauschildt P., 2005, MNRAS, 358, 49
Mateus A., Sodré L., Cid Fernandes R., Stasińska G., Schoenell W., Gomes J. M., 2006, MNRAS, 370, 721 (SEAGal II)
Mateus A., Sodré L., Cid Fernandes R., Stasińska G., 2007, MNRAS, 374, 1457 (SEAGal IV)
Mathis H., Charlot S., Brinchmann J., 2006, MNRAS, 365, 385
Mollá M., Vílchez J. M., Gavilán M., Díaz A. I., 2006, MNRAS, 372, 1069
Ocvirk P., Pichon C., Lançon A., Thiébaut E., 2006, MNRAS, 365, 46
Osterbrock D. E., Ferland G. J., 2006, in Osterbrock D. E., Ferland G. J., eds, Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei, 2nd edn. University Science Books, Sausalito, CA
Panter B., Heavens A. F., Jimenez R., 2003, MNRAS, 343, 1145
Panter B., Jimenez R., Heavens A. F., Charlot S., 2007, MNRAS, submitted
Pettini M., Pagel B. E. J., 2004, MNRAS, 348, L59
Pilyugin L. S., Thuan T. X., 2005, ApJ, 631, 231
Raimann D., Bica E., Storchi-Bergmann T., Melnick J., Schmitt H., 2000, MNRAS, 314, 295
Reichardt C., Jimenez R., Heavens A. F., 2001, MNRAS, 327, 849
Sanchez-Blazquez P. et al., 2006, MNRAS, 371, 703
Sandage A., 1986, A&A, 161, 89
Scalo J. M., 1986, Fundam. Cosm. Phys., 11, 1
Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, ApJ, 500, 525
Schmidt A. A., Copetti M. V. F., Alloin D., Jablonka P., 1991, MNRAS, 249, 766
Schmidt M., 1959, ApJ, 129, 243
Schwartz C. M., Martin C. L., 2004, ApJ, 610, 201
Searle L., 1986, in Norman C. A., Renzini A., Tosi M., eds, Stellar Populations. Cambridge Univ. Press, Cambridge, p. 3
Searle L., Sargent W. L. W., Bagnuolo W. G., 1973, ApJ, 179, 427
Skillman E. D., Côté S., Miller B. W., 2003, AJ, 125, 610
Stasińska G., 2006, A&A, 454, L127
Stasińska G., Mateus A. Jr, Sodré L. Jr, Szczerba R., 2004, A&A, 420, 475
Stasińska G., Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Asari N. V., 2006, MNRAS, 371, 972 (SEAGal III)
Thomas D., Maraston C., Bender R., Mendes de Oliveira C., 2005, ApJ, 621, 673
Tinsley B. M., 1980, Fundam. Cosm. Phys., 5, 287
Tojeiro R.Heavens A. F., Jimenez R., Panter B., 2007, MNRAS, submitted
Tremonti C. A. et al., 2004, ApJ, 613, 898
Vazdekis A., Peletier R. F., eds, 2007, IAU Symp. Proc. Vol. 241, Stellar Populations as Building Blocks of Galaxies. Cambridge Univ. Press, Cambridge, in press
Westera P., Cuisinier F., Telles E., Kehrig C., 2004, A&A, 423, 133
Witt A. N., Thronson H. A. Jr, Capuano J. M. Jr, 1992, ApJ, 393, 611
Yin S. Y., Liang Y. C., Hammer F., Brinchmann J., Zhang B., Deng L. C., Flores H., 2007, A&A, 462, 535
York D. G. et al., 2000, AJ, 120, 1579

This paper has been typeset from a TEX/LATEX file prepared by the author.

Apêndice C

Artigo: The evolution of the mass-metallicity relation in SDSS galaxies uncovered by astropaleontology

Artigo por Vale Asari et al. (2009) (DOI: 10.1111/j.1745-3933.2009.00664.x). Também disponível em versão *preprint* (arXiv:0903.4167).

Mon. Not. R. Astron. Soc. (2009) doi:10.1111/j.1745-3933.2009.00664.x

The evolution of the mass–metallicity relation in SDSS galaxies uncovered by astropaleontology

N. Vale Asari,[1,2]★ G. Stasińska,[2] R. Cid Fernandes,[1] J. M. Gomes[1,3] M. Schlickmann,[1] A. Mateus[4] and W. Schoenell[1] (the SEAGal collaboration)†

[1]*Departamento de Física - CFM - Universidade Federal de Santa Catarina, Florianópolis, SC, Brazil*
[2]*LUTH, Observatoire de Paris, CNRS, Université Paris Diderot; Place Jules Janssen 92190 Meudon, France*
[3]*GEPI, Observatoire de Paris, CNRS, Université Paris Diderot; Place Jules Janssen 92190 Meudon, France*
[4]*Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo, São Paulo, SP, Brazil*

Accepted 2009 March 23. Received 2009 February 27; in original form 2008 December 22

ABSTRACT

We have obtained the mass–metallicity (*M–Z*) relation at different lookback times for the *same set of galaxies* from the Sloan Digital Sky Survey, using the stellar metallicities estimated with our spectral synthesis code STARLIGHT. We have found that this relation steepens and spans a wider range in both mass and metallicity at higher redshifts. We have modelled the time evolution of stellar metallicity with a closed-box chemical evolution model, for galaxies of different types and masses. Our results suggest that the *M–Z* relation for galaxies with present-day stellar masses down to 10^{10} $M_{\odot}$ is mainly driven by the history of star formation and not by inflows or outflows.

Key words: galaxies: evolution – galaxies: statistics – galaxies: stellar content.

1 INTRODUCTION

Since the study by Lequeux et al. (1979), who found a luminosity–metallicity relation for irregular galaxies, many papers have reported the existence of a luminosity–metallicity or mass–metallicity (*M–Z*) relation for all kinds of galaxies: The more massive galaxies are also the ones with more metal-rich interstellar medium (ISM).

Considerable work has also been devoted to explaining the *M–Z* relation. For instance, Tremonti et al. (2004) find that outflows play an important role in shaping the *M–Z* relation, as the weaker gravitation potential well of less massive galaxies makes them more prone to lose enriched gas via galactic winds or supernovae explosions. Finlator & Davé (2008) claim that inflows of pristine gas could also be a sound explanation, as the same amount of gas falling into galaxies would have a greater impact on the chemical composition of less massive ones. Köppen, Weidner & Kroupa (2007) advocate the role of an *integrated* initial mass function: massive galaxies comprise more massive clusters which may contain more massive stars that enrich the ISM faster.

The *M–Z* relation derived from emission lines has been found to change with redshift (Savaglio et al. 2005; Maiolino et al. 2008). The comparison between *M–Z* at low and high redshifts is, however, not straightforward. Different populations of galaxies live at different redshifts, and this alone can affect the derivation of the nebular metallicity, even if one were to apply the same calibrations for both samples (see Stasińska 2008). Nevertheless, at least qualitatively, the observed results are in agreement with what is expected for the evolution of galaxies.

This brings us to another concern in *M–Z* studies: the bias in the derivation of the nebular metallicity from emission lines. The evolution of the *M–Z* relation is usually studied in terms of the abundance of oxygen in the ISM gas. As it is known (see e.g. Kewley & Ellison 2008), the measurement of nebular abundances is very dependent on the method and calibrations used.

With our stellar population synthesis code STARLIGHT, we can determine the stellar metallicities, $Z_{\star}$, and the total masses in stars, $M_{\star}$, at different epochs for any given galaxy (Cid Fernandes et al. 2007). We can thus follow the evolution of the *M–Z* relation *for the same set of galaxies* at different redshifts. Panter et al. (2008) used similar techniques and discussed the nebular metallicities with respect to stellar metallicities. In this study, we rely on stellar metallicities alone because, although they have their own problems, they are free from the biases affecting nebular abundance determinations. The use of $Z_{\star}$ also allows us to explore more massive galaxies, for which the nebular metallicity estimates are not possible, such as AGN hosts and galaxies which have stopped forming stars.

Since STARLIGHT allows the determination of the star formation histories (SFHs), we can go one step further and construct a simple chemical evolution model using these SFHs and see under what conditions it reproduces the observed time evolution of $Z_{\star}$. Savaglio et al. (2005) made a similar study, but using a theoretical SFH with e-folding time, related to galaxy mass, and for nebular metallicity instead of $Z_{\star}$. Here, we use the SFH obtained *directly* for each galaxy.

★E-mail: natalia@astro.ufsc.br
†Semi-Empirical Analysis of Galaxies

© 2009 The Authors. Journal compilation © 2009 RAS

2 DATA

Our parent sample is composed of all objects spectroscopically classified as galaxies from Fifth Data Release of the Sloan Digital Sky Survey (SDSS) (Adelman-McCarthy et al. 2007). We exclude duplicate observations, and impose the following selection criteria: $14.5 \leq m_r \leq 17.77$ (from the Main Galaxy Sample definition), z-band aperture covering factor >20 per cent (to reduce aperture effects and avoid intragalactic sources), S/N $\geq$ 10 at 4750 Å (to provide reasonable stellar population fits) and a narrow range in redshift $|z - 0.1| < 0.015$ (to be able to transform stellar ages into redshift in a simple way). The central redshift of 0.1 was chosen to maximize the number of objects and thus ensure reliable statistics over the whole range of ages considered in the analysis. We adopt a $H_0 = 70\,\mathrm{km\,s^{-1}\,Mpc^{-1}}$, $\Omega_M = 0.3$ and $\Omega_\Lambda = 0.7$ cosmology where appropriate. There are 82662 objects in the resulting sample.

We use the same data processing as outlined in Cid Fernandes et al. (2005) and Mateus et al. (2006). Our code STARLIGHT recovers the stellar population content of a galaxy by fitting a pixel-by-pixel model to the spectral continuum. This model is a linear combination of 150 simple stellar populations (SSP) extracted from Bruzual & Charlot (2003, hereafter BC03) with ages 1 Myr $\leq t_\star \leq$ 18 Gyr, and metallicities $0.005 \leq Z/Z_\odot \leq 2.5$, as in Cid Fernandes et al. (2007). Emission lines are then measured in the residual spectra, which reduce the contamination by stellar absorption features.

We divide our parent sample into three subsamples: star-forming (SF), retired (R) and Seyfert (S) galaxies. For both the SF and S samples, we select objects with S/N > 3 in the [O III]λ5007, Hβ, [N II]λ6584 and Hα emission lines, i.e. all the lines involved in the Baldwin, Phillips & Terlevich (1981, BPT) diagram. The SF sample is composed by the objects below the line proposed by Stasińska et al. (2006) to separate SF galaxies from AGN hosts. The S sample is defined as the galaxies with log([N II]/Hα) > −0.3 and above the line defined by Schlickmann (2008) in the BPT diagram to separate S galaxies from low-ionization nuclear emission region (LINER)-like galaxies: log([O III]/Hβ) = 0.90 log([N II]/Hα) + 0.48.

The R sample is composed of galaxies with little evidence of either nuclear or SF activity, which includes passive galaxies, galaxies with very weak emission lines and even some which would be traditionally classified as LINERs (see Stasińska et al. 2008). Therefore, we impose the following cuts for the R sample: S/N < 3 in the 4 BPT lines and [O II]λ3727 ('passive'); or S/N < 3 in [O III] and/or Hβ, but S/N ≥ 3 in [N II] and Hα, and log([N II]/Hα) > −0.15 ('weak emission lines'); or S/N > 3 in the 4 BPT lines, log([N II]/Hα) > −0.15, below the line defined by Schlickmann (2008), and Hα emission predicted by old stellar populations equal or greater than the observed value ('retired mimicking LINERs').

We have also divided our sample and subsamples into six present-day stellar mass bins centred in $\log M_\star/\mathrm{M}_\odot = 10.0$ (A), 10.3 (B), 10.6 (C), 10.9 (D), 11.2 (E) and 11.5 (F), each one 0.30 dex wide. In the same vein as our previous works (Asari et al. 2007; Cid Fernandes et al. 2007), defining bins allows us to alleviate the problem of the mass completeness of the sample. We consider narrow mass bins in order to have very similar galaxies inside each bin. Although the starting sample contained a small proportion of galaxies with masses smaller than $10^{10}\,\mathrm{M}_\odot$, we do not consider them in the current analysis. Indeed, due to the redshift cut we imposed, only the most luminous low-mass objects are present and they are not representative of the bulk of galaxies of their mass range.

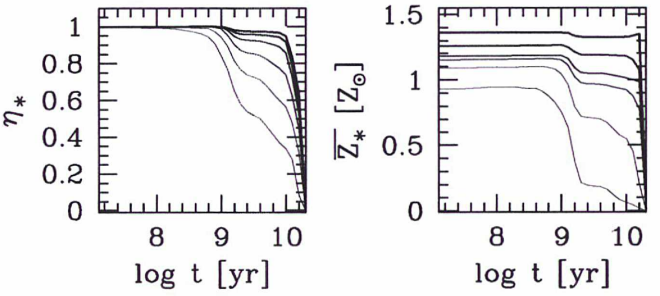

Figure 1. Histories of our parent sample in stellar mass bins. Thicker lines are used for more massive bins. Panels show the median curve for time evolution of stellar mass evolution (left; see equation 1) and metallicity evolution (right).

3 GALAXY HISTORIES IN MASS BINS

As explained in Cid Fernandes et al. (2007), STARLIGHT recovers the fraction x_j that each SSP j contributes to the total light of a galaxy in the spectral range covered by the SDSS. We can translate x_j into the mass fraction *presently locked* into stars, μ_j, or the fraction of mass *ever converted* into stars, μ_j^c.

The stellar mass history can be followed as a function of lookback time t by summing up the converted-mass fractions:

$$\eta_\star(t) = \sum_{t_j > t} \mu_j^c. \tag{1}$$

The mean stellar metallicity at a lookback time t is defined as the total mass in metals locked in stars divided by the total stellar mass at a given time:

$$\overline{Z_\star}(t) = \sum_{t_j > t} \mu_j Z_{\star,j}. \tag{2}$$

Another way to look at the metallicity evolution would be to consider the average metallicity of all the stars born at the same epoch, for each value of t. This, however, is a much less robust quantity, and we found that SSP bases at hand nowadays do not allow such detailed definition.

Fig. 1 shows the median values of $\eta_\star$ and $\overline{Z_\star}$ versus t for mass bins A–F of our sample. As previous studies have already shown (e.g. Cid Fernandes et al. 2007; Panter et al. 2008, for SF galaxies only – here we extend the study for all galaxies), there is a clear *downsizing* effect: the less massive galaxies are slower in converting their mass into stars and in building up their metal content.

4 THE OBSERVED *M* –*Z* EVOLUTION

Fig. 2 shows the *M*–*Z* relation. The left-hand panel shows the *present-day M*–*Z* relation for all the galaxies in our sample. The right-hand panel depicts the *evolution* of the *M*–*Z* relation for the galaxies in mass bins A–F (black lines): $\overline{Z_\star}(t)$ versus $M_\star(t)$, where $M_\star(t)$ is the stellar mass integrated from the epoch of galaxy formation until a lookback time t, assuming that the stars always pertain to the galaxies where they were born. The resulting *M*–*Z* relations for different redshifts are plotted in bold lines. One can see that the *M*–*Z* relation evolves.

As lookback time increases, the *M*–*Z* relation steepens and covers a larger range of values. As investigated by Panter et al. (2008), using stellar modelling codes other than that of BC03 changes the values of $M_\star(t)$ and $\overline{Z_\star}(t)$, but the general behaviour seen in the present Letter as well as in Panter et al. (2008) remains. One should note that

© 2009 The Authors. Journal compilation © 2009 RAS, MNRAS

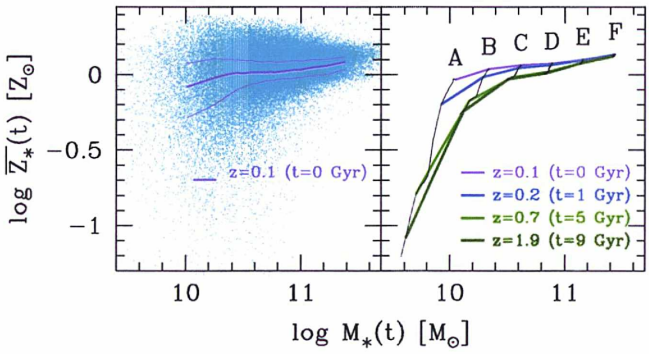

Figure 2. Left: present-day *M–Z* relation for all the galaxies in our sample. The thick line marks the median and thin lines the quartiles. Right: *M–Z* evolution for each of our present-day stellar mass bins A–F (black). From top to bottom, bold lines mark the *M–Z* relation for redshifts $z = 0.1$ ($t =$ 0 Gyr), 0.2 (1 Gyr), 0.7 (5 Gyr) and 1.9 (9 Gyr).

the *M–Z* relation and evolution is significantly sample-dependent, which makes difficult any quantitative comparison between works by different authors.

5 A SIMPLE CHEMICAL EVOLUTION MODEL

We now investigate the behaviour of the $M_\star$–$\overline{Z_\star}$ relations shown in Fig. 2 with the help of a simple model of chemical evolution of galaxies. We assume a closed box with initial metallicity equal to zero, and use an instantaneous recycling approximation and a constant yield. The mass-weighted average mass fraction of metals at lookback time t is then given by (Edmunds 1990, equation 35)

$$\overline{Z_\star}(t) = y - y\frac{f(t)\ln(1/f(t))}{(1-f(t))}, \tag{3}$$

where $f(t)$ is the gas mass fraction and y is the ratio of the mass of metals released per stellar generation to the total stellar mass locked in remnants. The gas mass fraction is given by

$$f(t) = 1 - \left(\frac{1-R}{M_{\rm T}}\right)\int_t^{t_0} {\rm SFR}(t')\,{\rm d}t', \tag{4}$$

where $M_{\rm T}$ is the total mass of the galaxy (stars and gas), SFR is the star formation rate, R is the returned mass fraction due to stellar winds and supernovae and t_0 is the age of the oldest SSP in the base. The star formation rate SFR(t) can be obtained from the results of the STARLIGHT synthesis:

$${\rm SFR}(t){\rm d}t = M_\star^c \mu_\star^c(t), \tag{5}$$

where $M_\star^c$ is the total mass converted into stars ($M_\star^c = M_\star/(1-R)$). Using equations (1) and (5), $f(t)$ becomes simply

$$f(t) = 1 - (1 - f_{\rm now})\eta_\star(t), \tag{6}$$

where $f_{\rm now}$ is the present-day gas mass fraction. Knowing the value of y, one can use equations (3) and (6) with $\eta_\star(t)$ given by STARLIGHT to find what value of $f_{\rm now}$ is needed to reproduce the observed evolution of the mean stellar metallicity $\overline{Z_\star}(t)$.

Unfortunately, y is not well known. The measured stellar metallicities are mainly sensitive to the abundance of iron, and the Fe/O ratio is expected to vary with time. For our simple approach, we assume that all the metals vary in lockstep and simply speak of the 'metal yield'. We determine an empirical value of y by applying our model to the highest mass bin of the SF sample, using the Schmidt–Kennicutt law (Kennicutt 1998)[1] to derive the value of $f_{\rm now}$ from the extinction-corrected Hα luminosity. This procedure should give a reasonable value of the metal yield, since it is for the highest mass bin that the closed-box model is expected to be the most relevant. We obtain $y = 0.03$. This value is in satisfactory agreement with the value (0.04) obtained for a Chabrier (2003) stellar initial mass function by multiplying the oxygen yield from Woosley & Weaver (1995) by the Solar metal-to-oxygen mass fraction.

We therefore adopt $y = 0.03$ and apply our model to try to reproduce the observed metallicity evolution for all the mass bins. Fig. 3 shows $\overline{Z_\star}(t)$ as a function of t for bins A–F of our SF, R and S galaxy samples. The black lines represent the median and quartiles of the observed distributions. The red lines are the model results for the values of $f_{\rm now}$ indicated at the top of each panel. The models were adjusted by eye to reproduce well at least the last 1 Gyr of the observed $\overline{Z_\star}(t)$. For the SF sample, we also indicate the median value of $f_{\rm now}$ obtained from the Schmidt–Kennicutt law. This figure shows that this simple model can reproduce the observed metallicity evolution reasonably well, given the crudeness of our approach. The discrepancies for ages above 10^9 yr are at least partly due to the known problems faced by spectral synthesis in this range (Gomes 2005; Koleva et al. 2008). In particular, the jumps in both $\eta_\star$ and $\overline{Z_\star}$ at ~1 Gyr are artefacts related to the spectral libraries used in BC03 (Cid Fernandes et al. 2008). New evolutionary synthesis models with more accurate stellar spectra should improve the recovery of SFHs in this range.

It is worth noting that $f_{\rm now}$ is at least qualitatively in agreement with expectations: it is larger for SF galaxies than for R galaxies, and decreases with increasing $M_\star$. As a matter of fact, for all the mass bins of the SF sample $f_{\rm now}$ is compatible with the values derived from the Schmidt–Kennicutt law (bin E is compatible by construction). S galaxies also show little residual gas mass. The chemical evolution of S galaxies is (within our resolution) similar to the evolution of non-S galaxies.

To sum up, for present-day stellar masses down to 10^{10} $M_\odot$ and within the current limitations of astropaleontology, the closed-box model explains the present-day *M–Z* relation and its evolution quite well if one uses the SFR(t) obtained *directly* from the spectral synthesis of each galaxy. This is not to say that infall or outflow does not play a role. What we want to stress is that it is the SFH which is the main driver of the *M–Z* relation and its evolution.

6 SUMMARY AND DISCUSSION

Until recently, the *M–Z* relation in galaxies had been mostly studied using abundances derived from emission lines. Exploiting the *stellar* metallicities obtained with our spectral synthesis code STARLIGHT, we have obtained the *M–Z* relation at different lookback times for the *same set of galaxies*. The use of stellar metallicities, even if those are not very accurate, has several merits. It allows one to probe metallicities at different epochs of a galaxy evolution. It makes it possible to study galaxies in a larger mass range. Galaxies without emission lines or galaxies with an active nucleus do not have to be discarded. Finally, with stellar metallicities, one avoids the biases that affect the statistical methods used to derive metallicities from emission lines.

[1] We use the Schmidt–Kennicutt law for normal disc galaxies (bivariate least-squares regression in fig. 2 of Kennicutt 1998) for a Chabrier (2003) initial mass function, and including the contribution of helium in the gas mass fraction.

© 2009 The Authors. Journal compilation © 2009 RAS, MNRAS

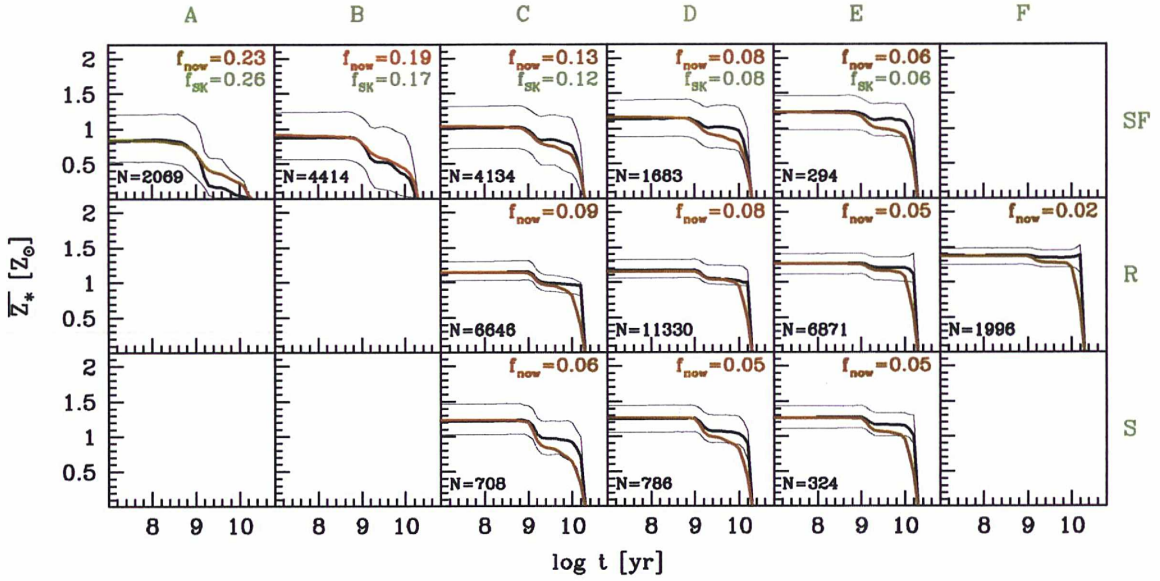

Figure 3. Chemical evolution in our samples of SF, R and S galaxies in the 0.30-dex-wide stellar mass bins, centred in $\log M_\star/\mathrm{M}_\odot = 10.0$ (A), 10.3 (B), 10.6 (C), 10.9 (D), 11.2 (E) and 11.5 (F). Each panel shows the median and quartiles of the evolution of $Z_\star$ as found by STARLIGHT (black lines) and as obtained with the simple closed-box model (red lines). The value of $f_{\rm now}$ needed to reproduce the median present-day $Z_\star$ is indicated at the top right of each panel. For the SF sample, we also indicate the median of $f_{\rm now}$ as measured by the Schmidt–Kennicutt law ($f_{\rm SK}$). The yield y was adjusted to reproduce bin E of the SF sample. The number of galaxies in each panel is indicated at the bottom. Panels were left empty if they contained less than 250 galaxies.

Our main results are the following. We have found that the *M–Z* relation steepens and spans a wider range in both mass and metallicity at higher redshifts. The more massive galaxies show very little evolution since a lookback time of 9 Gyr. This means that they evolved very fast in a distant past, supporting the *downsizing* scenario. This is in agreement with other studies of the build-up of metals in SDSS galaxies as revealed by fossil records, e.g. Cid Fernandes et al. (2007) and Panter et al. (2008).

We have modelled the observed time evolution of the mean stellar metallicity using a closed-box, instantaneous recycling chemical evolution model, for galaxies of different types and masses. We find that this model is compatible with the observations. This suggests that, in the mass range studied here (from $\log M_\star/\mathrm{M}_\odot = 9.85$ to 11.65), the *M–Z* relation is mainly driven by the SFH and not by inflows or outflows. By comparing the nebular and stellar metallicities of SDSS galaxies, Gallazzi et al. (2005) had argued that galaxies are not well approximated by closed-box models and that winds may be important. Our study suggests that those processes are not dominant, although they may play a role in the *scatter* of the *M–Z* relation in our mass range.

Low-mass galaxies are not present in our sample because of our selection in redshift. They would require a dedicated study to be compared to the result found by Tremonti et al. (2004) and Garnett (2002) that such galaxies do suffer strong outflows. As a matter of fact, Garnett finds that outflows are important for galaxies with *B*-band magnitude >-18. Only six out of the 82 662 objects in our sample have *g*-band magnitude >-18. Using the Schmidt–Kennicutt law to compute the effective yields for each galaxy (i.e. the yield calculated from the observed nebular metallicities assuming a closed-box model), Tremonti et al. (2004) concluded that galactic winds are ubiquitous and very effective in removing metals from galaxies. This however concerns only galaxies with masses up to $10^{10}\,\mathrm{M}_\odot$, which are not present in our sample. Our work emphasizes that there is a large range of galaxy masses – almost two decades – where the closed-box model seems to give a valid representation of the chemical evolution of galaxies.

Our models are parametrized by the present-day gas mass fraction, $f_{\rm now}$. We have found that the values of $f_{\rm now}$ that allow us to reproduce the observed $\overline{Z_\star}(t)$ histories are larger for less massive galaxies, in agreement with expectations. For galaxies of similar masses, they are larger for SF galaxies than for R galaxies. The values of $f_{\rm now}$ we find for SF galaxies are compatible with those obtained from the Schmidt–Kennicutt law. This sound result supports the validity of our interpretation.

Within our uncertainties, Seyfert galaxies have as little gas as retired galaxies.

ACKNOWLEDGMENTS

The STARLIGHT project is supported by the Brazilian agencies CNPq, CAPES, FAPESP, by the France-Brazil CAPES-COFECUB program, and by Observatoire de Paris. We thank Laerte Sodré, Cristina Chiappini and Nikos Prantzos for their helpful comments on the manuscript. We are also grateful to the referee for interesting suggestions.

The Sloan Digital Sky Survey is a joint project of The University of Chicago, Fermilab, the Institute for Advanced Study, the Japan Participation Group, the Johns Hopkins University, the Los Alamos National Laboratory, the Max-Planck-Institute for Astronomy, the Max-Planck-Institute for Astrophysics, New Mexico State University, Princeton University, the United States Naval Observatory and the University of Washington. Funding for the project has been provided by the Alfred P. Sloan Foundation, the Participating Institutions, the National Aeronautics and Space Administration, the National Science Foundation, the US Department of Energy, the Japanese Monbukagakusho and the Max Planck Society.

REFERENCES

Adelman-McCarthy J. K. et al., 2007, ApJS, 172, 634

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

© 2009 The Authors. Journal compilation © 2009 RAS, MNRAS

Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, PASP, 93, 5
Bruzual G., Charlot S., 2003, MNRAS, 344, 1000 (BC03)
Chabrier G., 2003, PASP, 115, 763
Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Stasińska G., Gomes J. M., 2005, MNRAS, 358, 363
Cid Fernandes R., Asari N. V., Sodré L., Stasińska G., Mateus A., Torres-Papaqui J. P., Schoenell W., 2007, MNRAS, 375, L16
Cid Fernandes R. et al., (the SEAGal collaboration), 2008, preprint (arXiv:0802.0849)
Edmunds M. G., 1990, MNRAS, 246, 678
Finlator K., Davé R., 2008, MNRAS, 385, 2181
Gallazzi A., Charlot S., Brinchmann J., White S. D. M., Tremonti C. A., 2005, MNRAS, 362, 41
Garnett D. R., 2002, ApJ, 581, 1019
Gomes J. M., 2005, MSc thesis, Universidade Federal de Santa Catarina
Kennicutt R. C., Jr, 1998, ApJ, 498, 541
Kewley L. J., Ellison S. L., 2008, ApJ, 681, 1183
Koleva M., Prugniel P., Ocvirk P., Le Borgne D., Soubiran C., 2008, MNRAS, 385, 1998
Köppen J., Weidner C., Kroupa P., 2007, MNRAS, 375, 673
Lequeux J., Peimbert M., Rayo J. F., Serrano A., Torres-Peimbert S., 1979, A&A, 80, 155
Maiolino R. et al., 2008, A&A, 488, 463
Mateus A., Sodré L., Cid Fernandes R., Stasińska G., Schoenell W., Gomes J. M., 2006, MNRAS, 370, 721
Panter B., Jimenez R., Heavens A. F., Charlot S., 2008, MNRAS, 391, 1117
Savaglio S. et al., 2005, ApJ, 635, 260
Schlickmann M., 2008, MSc thesis, Univ. Federal de Santa Catarina
Stasińska G., 2008, in Hunt L. K., Madden S., Schneider R., eds, Proc. IAU Symp. 255, Low-Metallicity Star Formation: From the First Stars to Dwarf Galaxies. Cambridge Univ. Press, Cambridge, p. 375
Stasińska G., Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Asari N. V., 2006, MNRAS, 371, 972
Stasińska G., Vale Asari N., Cid Fernandes R., Gomes J. M., Schlickmann M., Mateus A., Schoenell W., Sodré L., Jr, 2008, MNRAS, 391, L29
Tremonti C. A. et al., 2004, ApJ, 613, 898
Woosley S. E., Weaver T. A., 1995, ApJS, 101, 181

This paper has been typeset from a TEX/LATEX file prepared by the author.

© 2009 The Authors. Journal compilation © 2009 RAS, MNRAS

Apêndice D

Artigo: Can retired galaxies mimic active galaxies? Clues from the Sloan Digital Sky Survey

Artigo por Stasińska et al. (2008) (DOI: 10.1111/j.1745-3933.2008.00550.x). Também disponível em versão *preprint* (arXiv:0809.1341).

Mon. Not. R. Astron. Soc. **391,** L29–L33 (2008) doi:10.1111/j.1745-3933.2008.00550.x

Can retired galaxies mimic active galaxies? Clues from the Sloan Digital Sky Survey

G. Stasińska,[1★] N. Vale Asari,[1,2] R. Cid Fernandes,[1,2] J. M. Gomes,[1,2] M. Schlickmann,[2] A. Mateus,[3] W. Schoenell,[2] L. Sodré Jr[4] (the SEAGal collaboration)†

[1]*LUTH, Observatoire de Paris, CNRS, Université Paris Diderot, Place Jules Janssen, 92190 Meudon, France*
[2]*Depto. de Física – CFM – Universidade Federal de Santa Catarina, Florianópolis, SC, Brazil*
[3]*Laboratoire dAstrophysique de Marseille, CNRS UMR6110, Traverse du Siphon, 13012 Marseille, France*
[4]*Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo, São Paulo SP, Brazil*

Accepted 2008 August 21. Received 2008 August 19; in original form 2008 April 18

ABSTRACT

The classification of galaxies as star forming or active is generally done in the ([O III]/Hβ, [N II]/Hα) plane. The Sloan Digital Sky Survey (SDSS) has revealed that, in this plane, the distribution of galaxies looks like the two wings of a seagull. Galaxies in the right wing are referred to as Seyfert/LINERs, leading to the idea that non-stellar activity in galaxies is a very common phenomenon. Here, we argue that a large fraction of the systems in the right wing could actually be galaxies which stopped forming stars. The ionization in these 'retired' galaxies would be produced by hot post-asymptotic giant branch stars and white dwarfs. Our argumentation is based on a stellar population analysis of the galaxies via our STARLIGHT code and on photoionization models using the Lyman continuum radiation predicted for this population. The proportion of LINER galaxies that can be explained in such a way is, however, uncertain. We further show how observational selection effects account for the shape of the right wing. Our study suggests that nuclear activity may not be as common as thought. If retired galaxies do explain a large part of the seagull's right wing, some of the work concerning nuclear activity in galaxies, as inferred from SDSS data, will have to be revised.

Key words: stars: AGB and post-AGB – galaxies: active – galaxies: general.

1 INTRODUCTION

In the Baldwin, Phillips & Terlevich (1981, hereafter BPT) diagram which is used to isolate star forming from active galaxies, the galaxies from the Sloan Digital Sky Survey (SDSS; York et al. 2000) occupy a well-defined region, evoking the wings of a flying seagull. The left wing consists of star-forming (SF) galaxies while the right wing is attributed to galaxies with an active nucleus (Kauffmann et al. 2003; Stasińska et al. 2006). The right wing has been subdivided into an upper and a lower branch, called 'Seyfert' and 'LINER' branch, respectively (Kewley et al. 2006). This denomination is given with reference to the typical emission-line ratios of active galactic *nuclei* (LINER stands for 'Low-Ionization Nuclear Emission Regions' in the original paper by Heckman 1980). However, it is by no means obvious that all galaxies of the right wing are powered by an energetically dominant active nucleus, i.e. they are genuine Seyferts or LINERs. Binette et al. (1994) found that, in early-type galaxies that have stopped forming stars, hot post-asymptotic giant branch (post-AGB) stars and white dwarfs provide enough ionizing photons to account for the observed Hα equivalent widths and can explain the LINER-like emission-line ratios observed in such galaxies (see also Sodré & Stasińska 1999). Taniguchi, Shioya & Murayama (2000) followed up this idea, proposing that some LINERs could be post-starburst nuclei powered by planetary nebulae central stars.

In Binette et al. (1994), the comparison with observations was very limited, due to the scarcity of adequate data at that time. With the SDSS, we have a homogeneous data base of over half a million galaxy spectra. In addition, the techniques to extract emission lines after modelling the stellar continuum using population synthesis (Kauffmann et al. 2003; Cid Fernandes et al. 2005) now allow emission-line measurement even in objects where these lines are difficult to detect in the raw spectra.

The computations by Binette et al. (1994) and Taniguchi et al. (2000) were based on *ab initio* stellar population models. Here, we *directly* use the populations inferred from detailed fits of the observed galaxy spectra to compute the Lyman continuum radiation and estimate its impact on the emission lines. The radiation from the

★E-mail: grazyna.stasinska@obspm.fr
†Semi-Empirical Analysis of Galaxies.

© 2008 The Authors. Journal compilation © 2008 RAS

post-AGB and white dwarf stars present in old stellar populations is much harder that the one from young stars, so that galaxies that are not forming stars presently will contain hotter emission-line regions, and lie *above* the pure SF sequence in the BPT diagram. In the remaining of this Letter, we qualify these galaxies as *retired*.[1]

We explore the expected properties of retired galaxies in terms of their line luminosities and their location in emission-line diagnostic diagrams.

2 DATA BASE

2.1 Sample and data processing

This work analyses data extracted from SDSS Data Release 5 (Adelman-McCarthy et al. 2007). Our parent sample is defined as the 573 141 objects spectroscopically classified as galaxies and with no duplicates. We also adopt the following criteria: $14.5 \leq m_r \leq 17.77$ (from the definition of the Main Galaxy Sample), a minimum signal-to-noise ratio (S/N) of 10 at ~4750 Å (to ensure a reliable stellar population analysis), $z \geq 0.002$ (to avoid intragalactic sources) and total z-band light inside the fiber >20 per cent (to reduce aperture effects).

The data are processed as in Cid Fernandes et al. (2005) and Mateus et al. (2006). The stellar populations composing a galaxy are inferred through a pixel-by-pixel modelling of its continuum with our code STARLIGHT, using a base of simple stellar populations computed with the evolutionary population synthesis code of Bruzual & Charlot (2003, hereafter BC03). The emission lines are then measured by fitting Gaussians to the residual spectrum. We use the same base of 150 stellar populations with ages 1 Myr $< t_\star <$ 18 Gyr, and metallicities $0.005 < Z_\star/Z_\odot < 2.5$ as Cid Fernandes et al. (2007). Illustrative fits are presented in Asari et al. (2007).

2.2 Chopping the seagull

Given the distribution of the galaxies in the BPT plane ([O III]/Hβ versus [N II]/Hα), it is convenient to use polar coordinates (r, θ), with the centre defined at the point of inflection of the median curve for the distribution of [O III]/Hβ as a function of [N II]/Hα: (log[N II]/Hα = −0.43; log[O III]/Hβ = −0.49). The SF wing corresponds to $\theta \sim 117°$ for the low-metallicity branch, and $\sim -94°$ for the high-metallicity branch, while the right wing corresponds to θ = 45–90°, with $\theta \sim 77°$ for Seyferts and ~59° for LINERs. Emission-line properties, stellar populations and the corresponding ionizing spectra were obtained after chopping the seagull in 40 angular and 18 radial bins, as shown in Fig. 1, and analysed for different bins in θ, as a function of the radial bin index, i_r.

3 THE STARS IN THE SEAGULL'S WINGS

3.1 Two extreme cases to consider

Two versions of the ionizing spectrum are considered for each bin: One including all the stellar populations inferred from the synthesis (case F, for 'full') and another with the contribution of populations

[1] *Retired* is to be opposed to *active*, with reference to star formation. We avoid using the term *passive* since this might suggest 'without emission lines' (Miller et al. 2003). Ironically, as shown in this Letter, a fraction of so-called *active galaxies*, by reference to *nuclear activity* (e.g. Kauffmann & Heckman 2005), could be genuine *retired* galaxies.

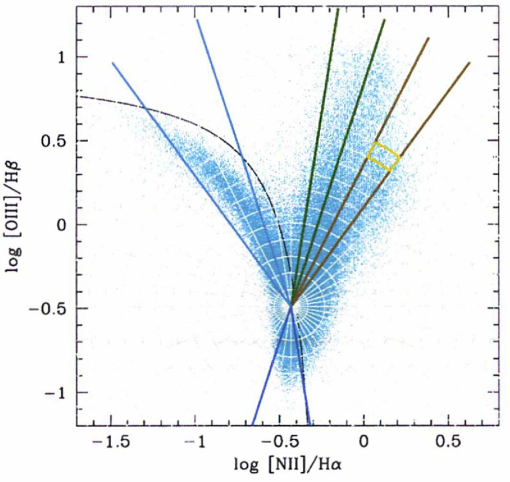

Figure 1. The chopped seagull and the definition of the SF branches (light blue and dark blue), Seyfert branch (green) and LINER branch (red). The data points represent all the galaxies defined in Section 2.1 that have S/N > 3 in the four lines involved in the plot (131 287 objects). The black curve is the upper envelope of pure SF galaxies according to Stasińska et al. (2006).

younger than $10^{7.5}$ yr set to zero (case O, for 'old'). The reason is that, due to errors in the data and uncertainties inherent to population synthesis, spectral fits of galaxies without current star formation may attribute a small amount of light to young populations.

For instance, along the LINER branch for $i_r > 7$, we obtain light fractions x_Y of ~1 per cent at 4020 Å for populations younger than $10^{7.5}$ yr. This corresponds to mass fractions of less than 10^{-5} and is clearly noise. Yet, given the five orders of magnitude difference between ionizing fluxes of young and old populations, even such optically insignificant fractions can have a substantial impact on the shape and intensity of the radiation field in the Lyman continuum of hydrogen. Setting $x_Y = 0$ circumvents this problem, while at the same time emphasizing the effects of post-AGB stars alone.

Along the Seyfert branch, on the other hand, x_Y averages to 7 per cent, implying that Seyferts have younger stars than LINERs, in full agreement with both SDSS (e.g. Kauffmann et al. 2003) and independent studies (e.g. González Delgado et al. 2004). All this is clearly illustrated in fig. 3 of Cid Fernandes et al. (2008), where we show how star formation histories vary across the BPT diagram.

We now ask: what is the impact of the ionizing radiation produced by the stars responsible for the optical continuum upon the emission lines in galaxies?

3.2 The number of ionizing photons

The first question to examine is whether the ionizing photons from the evolved stellar populations are enough to account for the observed Hα luminosities in the seagull's wings. For each galaxy, we compute $Q_{\rm H\,I}$, the number of stellar photons with energies above 13.6 eV arising from the populations uncovered with STARLIGHT (we use the BC03 models also in the Lyman continuum). We then estimate $L(\rm H\alpha)_{exp}$, the Hα luminosity expected if all these ionizing photons are absorbed by the gas present in the galaxies, and compare it to $L(\rm H\alpha)_{obs}$, the observed value corrected for extinction using Hα/Hβ and the Cardelli, Clayton & Mathis (1989) extinction law for $R_V = 3.1$. In each bin of the chopped seagull, we define the median and quartiles of the $L(\rm H\alpha)_{exp}/L(\rm H\alpha)_{obs}$ distributions. In Fig. 2, we plot their values as a function of i_r, with style and colour coding as indicated in the caption.

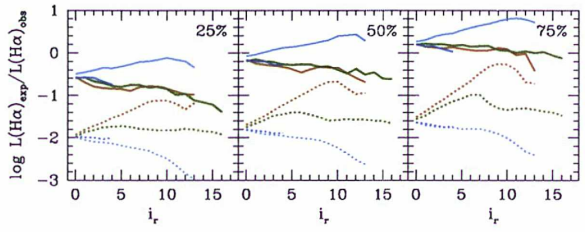

Figure 2. Variations of $L(\mathrm{H}\alpha)_{\mathrm{exp}}/L(\mathrm{H}\alpha)_{\mathrm{obs}}$ along i_{r} for the upper SF branch (light blue), lower SF branch (dark blue), Seyfert branch (green) and LINER branch (red). Full lines: case F; dotted lines: case O. The middle panel shows the median value of $L(\mathrm{H}\alpha)_{\mathrm{exp}}/L(\mathrm{H}\alpha)_{\mathrm{obs}}$, while the left- and right-hand panels show the 25 and 75 quartiles.

We see that, in the LINER branch at large radii, the old stellar populations contribute to the ionizing radiation at least as much as the young ones. Given that x_Y is very small and thus very uncertain (see Section 3.1), old populations could even be dominant. For the Seyfert branch, on the other hand, it is the young stars which provide most of the stellar ionizing photons. For the SF branches, the old populations play no role at all. The dispersion in $L(\mathrm{H}\alpha)_{\mathrm{exp}}/L(\mathrm{H}\alpha)_{\mathrm{obs}}$ as function of i_{r} can be judged by comparing the curves corresponding to the quartiles (left- and right-hand panels of Fig. 2) with those corresponding to the median (central panel).

Overall, as seen in Fig. 2, while the stellar populations corresponding to case F can largely explain the upper SF branch in terms of total number of ionizing photons, they explain only ~25 per cent of the Seyfert and LINER branches. The central panel of Fig. 2 shows a deficit by a factor of 1.5 to 4 for median values of $L(\mathrm{H}\alpha)_{\mathrm{exp}}/L(\mathrm{H}\alpha)_{\mathrm{obs}}$. In addition, as mentioned in Section 3.1, the young stellar populations uncovered by STARLIGHT for the LINER branch are not reliable and case O models could be more appropriate, further increasing the discrepancy. However, our plots are plagued with many uncertainties, as will be discussed in Section 5.

3.3 The hardness of the ionizing radiation field

The hardness of the ionizing radiation field can be judged by comparing the values of $Q_{\mathrm{He\,I}}$ and $Q_{\mathrm{He\,II}}$ (the number of photons above 24.6 and 54.4 eV, respectively), to $Q_{\mathrm{H\,I}}$. Fig. 3 shows $Q_{\mathrm{He\,I}}/Q_{\mathrm{H\,I}}$ as a function of i_{r} for the same values of θ as in Fig. 2. Again, we show curves for galaxies whose $Q_{\mathrm{He\,I}}/Q_{\mathrm{H\,I}}$ values correspond to the quartiles (left- and right-hand panels) and the median (central panel) of the distribution of $Q_{\mathrm{He\,I}}/Q_{\mathrm{H\,I}}$ for each branch. It is clearly seen that the radiation produced by the stellar populations in the LINER branch is much harder than in the SF and Seyfert branches, especially for $i_{\mathrm{r}} > 5$. Note also that the curves for Seyfert and upper SF branches are similar. This is likely the result of a 'cosmic conspiracy'. While, for the SF branch, the hardening of the radiation is due to the decrease in metallicity (McGaugh 1991), the origin of the

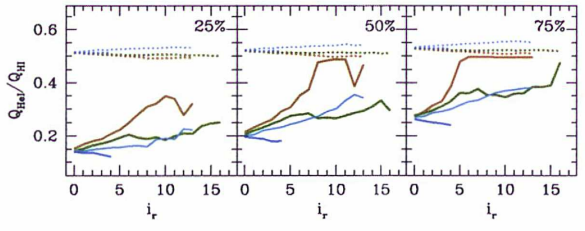

Figure 3. Variation of $Q_{\mathrm{He\,I}}/Q_{\mathrm{H\,I}}$ along i_{r}. Conventions as in Fig. 2.

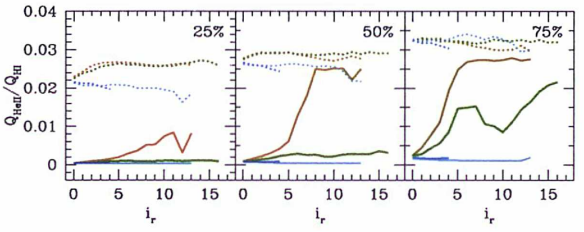

Figure 4. Variation of $Q_{\mathrm{He\,II}}/Q_{\mathrm{H\,I}}$ along i_{r}. Conventions as in Fig. 2.

hardening in the Seyfert branch stems from an increasing population of old stars (see fig. 3 of Cid Fernandes et al. 2008). As expected, the curves for case O indicate harder radiation, and reach a maximum equal to the typical value corresponding to evolved stellar populations containing hot post-AGB stars and white dwarfs.

Fig. 4 is analogous to Fig. 3 for $Q_{\mathrm{He\,II}}/Q_{\mathrm{H\,I}}$ and shows a very different behaviour of the LINER branch with respect to the other branches, since the effect of hot post-AGB stars and white dwarfs is here dominant. Note that the values of $Q_{\mathrm{He\,II}}$ do not take into account the X-ray radiation produced by hot stars as well as X-ray binaries, both of which could have a non-negligible contribution to $Q_{\mathrm{He\,II}}/Q_{\mathrm{H\,I}}$.

4 PHOTOIONIZATION MODELS FOR THE RIGHT WING

In photoionized nebulae, the emission-line ratios are basically determined by three parameters: the hardness of the ionizing radiation, the nebular metallicity and the ionization parameter U (defined as $Q_{\mathrm{H\,I}}/(4\pi R^2 nc)$ where R is nebular radius, n is the gas density and c is the speed of light). We present photoionization models using the ionizing radiation from the stellar populations corresponding to Figs 3 and 4 for case F. Not much is known about the gas distribution in the galaxies of the right wing. For simplicity, we have assumed a thin shell geometry, with density $n = 500\ \mathrm{cm}^{-3}$. Using the code PHOTO, we have computed models with different values of U and of the nebular metallicity Z (defined as the oxygen abundance in units of 4.9×10^{-4}, the solar value from Allende Prieto, Lambert & Asplund 2001). The abundances of the other elements follow the same prescriptions as in Stasińska et al. (2006).

We first discuss the LINER branch. In Fig. 5, we show the location of several model sequences in classical line ratio diagrams, superimposed on the data points. Each sequence has Z varying from 0.03 to $6\,Z_{\odot}$, and is defined by U as indicated in the figure caption. The ionizing radiation for all the models is given by the stellar population of the galaxy having the median value of $Q_{\mathrm{He\,I}}/Q_{\mathrm{H\,I}}$ in the bin marked in orange in Fig. 1. Note that the results are almost the same when changing the radiation field from $i_{\mathrm{r}} = 7$ upwards in the LINER branch. We see in Fig. 5 that models with metallicities twice solar cover the tip of the LINER branch in the BPT diagram, provided that log U is between −3 and −4. Models with even higher Z can be found in this same region. With the softer radiation field corresponding to smaller values of i_{r}, one produces models that can cover the inner part of the LINER branch. We conclude that the radiation from old stellar population in metal-rich galaxies can easily account for the emission-line ratios observed in the LINER branch. The other diagrams shown in Fig. 5 are also in reasonable agreement with this proposition.

We now turn to the Seyfert branch. Here, the ionizing radiation field provided by the evolved stellar populations is significantly softer than in the LINER branch, as seen from Figs 3 and 4.

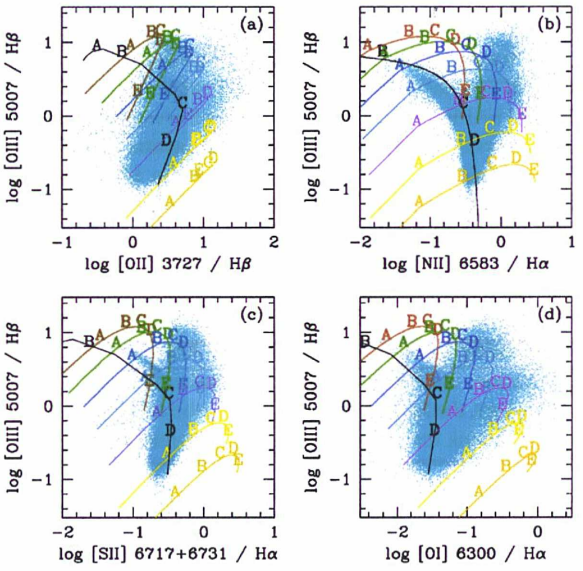

Figure 5. Our sample galaxies in four classical emission-line ratio diagrams: [O III]/Hβ versus: [O II]/Hβ (a), [N II]/Hα (b), [S II]/Hα (c) and [O I]/Hβ (d). Model sequences for the LINER branch are shown for different values of log U: −2.3 (red), −2.7 (green), −3 (blue), −3.3 (cyan), −3.7 (purple), −4 (yellow) and −4.4 (orange). The black line is the model sequence for SF galaxies from Stasińska et al. (2006). The metallicities $Z/Z_{\odot}$ are marked with letters as follows: 0.2 (A), 0.5 (B), 1 (C), 2 (D) and 5 (E).

Therefore, one can infer from Fig. 5 that the emission-line ratios for the upper Seyfert branch cannot be explained by stellar radiation alone.

5 UNCERTAINTIES

As has just been shown, our models indicate that the old stellar populations responsible for the optical continua of the considered galaxies can explain the observed emission-line ratios of the LINER branch. However, the observed Hα luminosities are more difficult to explain. Our case O models reproduce $L(\mathrm{H}\alpha)_{\mathrm{obs}}$ within a factor of 2 for about 25 per cent of the LINER galaxies with $i_{\mathrm{r}} > 7$.[2] Does this mean that about one quarter of the LINER galaxies are ionized by hot post-AGB and white dwarf stars, the rest being powered by some other sources? In view of the many uncertainties involved in this study, such a conclusion would be premature.

First, there are already uncertainties in the mere process of population synthesis fitting of galaxy spectra (see Cid Fernandes et al. 2005). Secondly, the applied extinction correction may not be appropriate.

Perhaps the most important point is that the modelling of the Lyman continuum in old stellar populations is very uncertain. Unfortunately, ready-to-use evolutionary population synthesis codes that compute the ionizing radiation from hot post-AGB and white dwarf stars are scarce. We made experiments with the BC03 code and code PEGASE (Fioc & Rocca-Volmerange 1997). With BC03, for an instantaneous starburst, we find that $Q_{\mathrm{H\,I}}$ depends on the metallicity: it increases by about 0.3 dex $Z_{\odot}$ to 0.02 $Z_{\odot}$ at ages larger than 10^8 yr, and by over one order of magnitude at around 10^8 yr. Therefore, any mistakenly assigned metallicity during the continuum fitting process will induce some error on $Q_{\mathrm{H\,I}}$. With PEGASE, the values of $Q_{\mathrm{H\,I}}$ for solar metallicity are larger by 0.2–1 dex than with BC03. What is the reason for such a difference? Different physical ingredients (stellar evolutionary tracks and atmospheres)? Or inaccuracies in the numerical treatments? It seems to us that the major effect comes from the initial–final mass relation of white dwarfs. The analytic form of this relation has been revised recently (Catalán et al. 2008), which will certainly lead to the changes in the $Q_{\mathrm{H\,I}}$ predictions. However, the observational dispersion is very large (see their fig. 2), so that the predictions will remain uncertain until one understands better the drivers of the initial–final mass relation(s).

[2] For $i_{\mathrm{r}} < 7$, the contribution of young stellar populations found by STARLIGHT is likely real, and $L(\mathrm{H}\alpha)_{\mathrm{obs}}$ is easily reproduced by case F.

6 WHY WE SEE A SEAGULL IN THE BPT DIAGRAM

By merging the results of Sections 3 and 4 with those of Stasińska et al. (2006), we find that photoionization models built with realistic stellar populations are able to cover nearly the entire BPT plane. We now discuss why some regions are avoided by real galaxies.

SF galaxies form a narrow wing because, as shown by Dopita et al. (2006), in regions of star formation the metallicity controls both the ionizing radiation field and the ionization parameter.

But why is the right wing also narrow? Our models for retired galaxies cover the entire space between the two wings of the seagull as well as below the wings. One factor which plays a role in shaping the seagull is that, in order to appear in the BPT diagram, galaxies must be sufficiently bright in the r band to satisfy the SDSS selection criteria for spectroscopy, and must have the four involved emission lines measured with sufficient S/N. As a matter of fact, the lower border of the right wing is traced by the galaxies with the lowest [O III] equivalent widths in our sample.

Metal-poor retired galaxies (models A and B in Fig. 5) should be found below the SF wing and between the wings, if they exist and can be detected. As shown in Cid Fernandes et al. (2007), low-metallicity SF galaxies are forming stars efficiently (the 'downsizing' phenomenon), so that our retired low-Z galaxies (models A and B in Fig. 5) may just be 'ahead of their time'. Even if such galaxies existed, they would be faint both in their emission lines and stellar continuum. To illustrate this, we predict the future evolution of typical low-metallicity SF galaxies under the assumption that they stop forming stars now. Applying the models of BC03 to their present-day stellar populations, we find that 0.1 Gyr from now their radiative output will have dropped by a factor of ∼300–1000 at $h\nu > 13.6$ eV, and in 1 Gyr their r-band flux will have faded by ∼0.4–0.8 mag (Fig. 6). From the observed m_{r} distribution of the metal-poor SF galaxies in the SDSS, we estimate that over 90 per cent of them should fade beyond the $m_{\mathrm{r}} < 17.77$ limit by the time they retire. Hence, metal-poor retired galaxies either do not

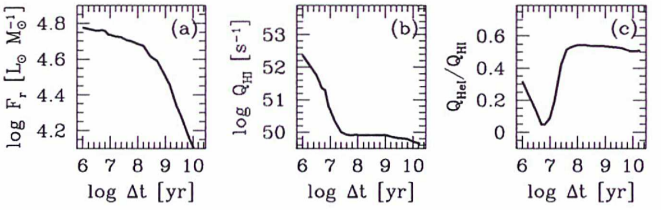

Figure 6. Evolution of (a) the r-band flux, (b) $Q_{\mathrm{H\,I}}$ and (c) $Q_{\mathrm{He\,I}}/Q_{\mathrm{H\,I}}$ for the galaxy corresponding to the median of stellar age in bin $i_{\mathrm{r}} = 8$ of the upper SF branch.

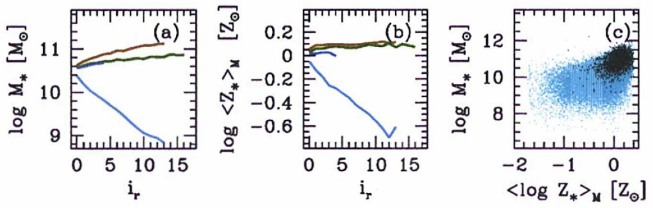

Figure 7. The stellar mass $M_\star$ (a) and mean stellar metallicity $Z_\star$ (b) along i_r, same conventions as Fig. 2. (c) $M_\star$ versus $Z_\star$; cyan: SF galaxies from the BPT diagram, black: galaxies with no [O III] and log [N II]/Hα < -0.3.

exist yet or are too faint, which eliminates all the models below the left wing and between the two wings in Fig 5.

These considerations imply that detectable retired galaxies must have metallicities of the order of solar or larger, and be massive. As shown in Figs 7(a) and (b), this is in agreement with the mean stellar metallicities ($Z_\star$) and masses ($M_\star$) obtained using STARLIGHT for those galaxies.

Finally, why are there no SF galaxies with such high metallicities in the BPT diagram? The first idea that comes to mind is that, because of downsizing, such galaxies have already stopped forming stars. There is another possibility, of different nature: nebular metallicities above $\sim 3\,Z_\odot$ lower the electron temperature so much that [O III]λ5007 cannot be excited (this does not happen in the right wing, since the harder ionizing radiation field produces more efficient heating and compensates the cooling caused by the large metal abundance). Interestingly, there are emission-line galaxies in the SDSS that could well be SF with metallicities larger than 2–3 $Z_\odot$, i.e. the ancestors of the most metal-rich retired galaxies: they have log [N II]/Hα < -0.3 and no [O III]. In Fig. 7(c), we plot these galaxies (in black) in a $M_\star$ versus $Z_\star$ diagram, together with the other SF galaxies (in blue). The black points populate the zone of high $M_\star$ and $Z_\star$, in agreement with our interpretation. It is their high-metal content which excludes these likely ancestors of metal-rich retired galaxies from the BPT diagram.

Note that the concept of the retired galaxies applies also to galaxies that belong to the red sequence studied by Graves et al. (2007) and have such a weak Hβ that they do not appear in the BPT diagram, and [N II]λ6584/Hα ratios similar to those of LINER galaxies. As a matter of fact, there is a numerous population of such galaxies in the SDSS (over 40 000 using the selection criteria of Section 2.1). The weaker Hα equivalent widths of these galaxies are easily reproduced by our models for retired galaxies.

7 CONCLUSION

We have shown that retired galaxies can account for a good part of the LINER branch in the seagull's right wing. How much exactly is difficult to say, given the uncertainties. If, as we argue, a significant fraction of the LINER galaxies are in fact retired galaxies – and not active galaxies as generally claimed – the perception of the local Universe would be drastically changed. Nuclear activity would not be as common as thought, and some of the work based on SDSS data and related to the AGN population will have to be reconsidered.

ACKNOWLEDGMENTS

This work was supported by the CAPES–COFECUB program. The STARLIGHT project is supported by the Brazilian agencies CNPq, CAPES and FAPESP. The Sloan Digital Sky Survey is a joint project of The University of Chicago, Fermilab, the Institute for Advanced Study, the Japan Participation Group, the Johns Hopkins University, the Los Alamos National Laboratory, the Max Planck Institute for Astronomy, the Max Planck Institute for Astrophysics, New Mexico State University, Princeton University, the United States Naval Observatory and the University of Washington. Funding for the project has been provided by the Alfred P. Sloan Foundation, the Participating Institutions, the National Aeronautics and Space Administration, the National Science Foundation, the US Department of Energy, the Japanese Monbukagakusho and the Max Planck Society. We thank the referee for insightful comments.

REFERENCES

Adelman-McCarthy J. K. et al., 2007, ApJS, 172, 634
Allende Prieto C., Lambert D. L., Asplund M., 2001, ApJ, 556, L63
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 (BPT)
Binette L., Magris C. G., Stasińska G., Bruzual A. G., 1994, A&A, 292, 13
Bruzual A. G., 2007, in Vazdekis A., Peletier R. F., eds., Proc. IAU Symp 241, Stellar Populations as Building Blocks of Galaxies. Cambridge Uni. Press, Cambridge, p. 125
Bruzual G., Charlot S., 2003, MNRAS, 344, 1000 (BC03)
Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, ApJ, 345, 245
Catalán S., Isern J., García-Berro E., Ribas I., 2008, MNRAS, 701
Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Stasińska G., Gomes J. M., 2005, MNRAS, 358, 363
Cid Fernandes R., Asari N. V., Sodré L., Stasińska G., Mateus A., Torres-Papaqui J. P., Schoenell W., 2007, MNRAS, 375, L16
Cid Fernandes R. et al., 2008, preprint (arXiv:0802.0849)
Dopita M. A. et al., 2006, ApJ, 647, 244
Fioc M., Rocca-Volmerange B., 1997, A&A, 326, 950
Graves G. J., Faber S. M., Schiavon R. P., Yan R., 2007, ApJ, 671, 243
Heckman T. M., 1980, A&A, 87, 152
Kauffmann G., Heckman T. M., 2005, Royal Society of London Transactions Series A, Vol. 363, Issue 1828, 621
Kauffmann G. et al., 2003, MNRAS, 346, 1055
Kewley L. J., Dopita M. A., Sutherland R. S., Heisler C. A., Trevena J., 2001, ApJ, 556, 121
Kewley L. J., Groves B., Kauffmann G., Heckman T., 2006, MNRAS, 372, 961
McGaugh S. S., 1991, ApJ, 380, 140
Mateus A., Sodré L., Cid Fernandes R., Stasińska G., Schoenell W., Gomes J. M., 2006, MNRAS, 370, 721
Miller C. J., Nichol R. C., Gómez P. L., Hopkins A. M., Bernardi M., 2003, ApJ, 597, 142
Sodré L., Jr, Stasińska G., 1999, A&A, 345, 391
Stasińska G., Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Asari N. V., 2006, MNRAS, 371, 972
Taniguchi Y., Shioya Y., Murayama T., 2000, AJ, 120, 1265
York D. G. et al., 2000, AJ, 120, 1579

This paper has been typeset from a TEX/LATEX file prepared by the author.

Apêndice E

Lista de artigos

Artigos publicados em revistas indexadas durante o doutorado:

1. Cid Fernandes, R.; Stasińska, G.; Schlickmann, M.; Mateus, A.; Vale Asari, N.; Schoenell, W.; Sodré, L. **Alternative diagnostic diagrams and the "forgotten" population of weak line galaxies in the sdss.** Aceito para publicação no Monthly Notices of the Royal Astronomical Society.

2. Vale Asari, N.; Stasińska, G.; Cid Fernandes, R.; Gomes, J. M.; Schlickmann, M.; Mateus, A.; Schoenell, W. **The evolution of the mass-metallicity relation in sdss galaxies uncovered by astropaleontology.** Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters, v. 396, p. L71–L75, 2009.

3. Vega, L. R.; Asari, N. V.; Cid Fernandes, R.; Garcia-Rissmann, A.; Storchi-Bergmann, T.; González Delgado, R. M.; Schmitt, H. **The CaT strength in Seyfert nuclei revisited: analysing young stars and non-stellar light contributions to the spectra.** Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, v. 393, p. 846–857, 2009.

4. Stasińska, G.; Asari, N. Vale; Cid Fernandes, R.; Gomes, J. M.; Schlickmann, M.; Mateus, A.; Schoenell, W.; Sodré, L. **Can retired galaxies mimic active galaxies? Clues from the Sloan Digital Sky Survey.** Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters, p. L29–L33, 2008.

5. Asari, N. V.; Cid Fernandes, R.; Stasińska, G.; Torres-Papaqui, J. P.; Mateus, A.; Sodré, L.; Schoenell, W.; Gomes, J. M. **The history of star-forming galaxies in the Sloan Digital Sky Survey.** Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, v. 381, p. 263–279, 2007.

6. Cid Fernandes, R.; Vale Asari, N.; Sodré, L.; Stasińska, G.; Mateus, A.; Torres-Papaqui, J. P.; Schoenell, W. **Uncovering the chemical enrichment and mass-assembly histories of star-forming galaxies.** Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters, v. 375, p. L16–L20, 2007.

Referências Bibliográficas

Abazajian et al., 2009, ApJS, 182, 543

Adelman-McCarthy et al., 2007, VizieR Online Data Catalog, 2276, 0

Allende Prieto C., Lambert D. L., Asplund M., 2001, ApJ, 556, L63

Alongi M., Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., Fagotto F., Greggio L., Nasi E., 1993, A&AS, 97, 851

Asari N. V., 2006, MSc Thesis, Universidade Federal de Santa Catarina

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, (A07)

Atkinson R. d., 1931, ApJ, 73, 250

Baade W., 1944, ApJ, 100, 137

Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, PASP, 93, 5, (BPT)

Bica E., 1988, A&A, 195, 76

Binette L., Magris C. G., Stasińska G., Bruzual A. G., 1994, A&A, 292, 13

Binney J., May A., 1986, MNRAS, 218, 743

Black J., 2005, in High Resolution Infrared Spectroscopy in Astronomy, H. U. Käufl, R. Siebenmorgen, & A. Moorwood, ed., pp. 3–14

Bressan A., Fagotto F., Bertelli G., Chiosi C., 1993, A&AS, 100, 647

Brickhouse N. S., 1999, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 172, Astronomical Data Analysis Software and Systems VIII, D. M. Mehringer, R. L. Plante, & D. A. Roberts, ed., p. 25

Brinchmann J., Charlot S., White S. D. M., Tremonti C., Kauffmann G., Heckman T., Brinkmann J., 2004, MNRAS, 351, 1151

Broadhurst T. J., Ellis R. S., Shanks T., 1988, MNRAS, 235, 827

Bruzual G., Charlot S., 2003, MNRAS, 344, 1000, (BC03)

Burbidge E. M., Burbidge G. R., Fowler W. A., Hoyle F., 1957, Reviews of Modern Physics, 29, 547

Calzetti D., Kinney A. L., Storchi-Bergmann T., 1994, ApJ, 429, 582, (CAL)

Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, ApJ, 345, 245, (CCM)

Chabrier G., 2003, PASP, 115, 763

Charbonnel C., Meynet G., Maeder A., Schaerer D., 1996, A&AS, 115, 339

Chiappini C., Romano D., Matteucci F., 2003, MNRAS, 339, 63

Cid Fernandes R., Asari N. V., Sodré L., Stasińska G., Mateus A., Torres-Papaqui J. P., Schoenell W., 2007, MNRAS, 375, L16, (C07)

Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Stasińska G., Gomes J. M., 2005, MNRAS, 358, 363

Cid Fernandes R., Schoenell W., Gomes J. M., Asari N. V., Schlickmann M., Mateus A., Stasinska G., Sodré Jr. L., Torres-Papaqui J. P., 2009a, in Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series, Vol. 35, Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica

Conference Series, pp. 127–132
Cid Fernandes R., Stasinska G., Schlickmann M. S., Mateus A., Vale Asari N., Schoenell W., Sodre Jr. L., 2010, MNRAS in press (astro-ph/0912.1643)
Cid Fernandes R., Stasinska G., Vale Asari N., Mateus A., Schlickmann M., Schoenell W., 2009b, ArXiv e-prints (astro-ph/0912.1376)
Colless M. et al., 2001, MNRAS, 328, 1039
Cowie L. L., Songaila A., Hu E. M., Cohen J. G., 1996, AJ, 112, 839
Dicke R. H., Peebles P. J. E., Roll P. G., Wilkinson D. T., 1965, ApJ, 142, 414
Dolla L., 2006, PhD Thesis, Université de Paris-Sud 11
Dopita M. A., Fischera J., Sutherland R. S., Kewley L. J., Tuffs R. J., Popescu C. C., van Breugel W., Groves B. A., Leitherer C., 2006, ApJ, 647, 244
Dultzin-Hacyan D., Marziani P., Sulentic J. W., 2000, in Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series, Vol. 9, Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series, S. J. Arthur, N. S. Brickhouse, & J. Franco, ed., pp. 308–315
Dupree A. K., 2003, in The Future of Cool-Star Astrophysics: 12th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun (2001 July 30 - August 3), eds. A. Brown, G.M. Harper, and T.R. Ayres, (University of Colorado), 2003, p. 1-13., A. Brown, G. M. Harper, & T. R. Ayres, ed., Vol. 12, pp. 1–13
Edmunds M. G., 1990, MNRAS, 246, 678
Fagotto F., Bressan A., Bertelli G., Chiosi C., 1994a, A&AS, 104, 365
—, 1994b, A&AS, 105, 29
Ferrarese L., Merritt D., 2000, ApJ, 539, L9
Finlator K., Davé R., 2008, MNRAS, 385, 2181
Fioc M., Rocca-Volmerange B., 1997, A&A, 326, 950
Garnett D. R., 2002, ApJ, 581, 1019
Gebhardt K., Bender R., Bower G., Dressler A., Faber S. M., Filippenko A. V., Green R., Grillmair C., Ho L. C., Kormendy J., Lauer T. R., Magorrian J., Pinkney J., Richstone D., Tremaine S., 2000, ApJ, 539, L13
Girardi L., Bressan A., Chiosi C., Bertelli G., Nasi E., 1996, A&AS, 117, 113
Gomes J. M., 2009, PhD Thesis, Universidade Federal de Santa Catarina
González Delgado R. M., Cerviño M., Martins L. P., Leitherer C., Hauschildt P. H., 2005, MNRAS, 357, 945
Heavens A., Panter B., Jimenez R., Dunlop J., 2004, Nature, 428, 625
Heavens A. F., Jimenez R., Lahav O., 2000, MNRAS, 317, 965
Heckman T. M., 1987, in IAU Symposium, Vol. 121, Observational Evidence of Activity in Galaxies, E. E. Khachikian, K. J. Fricke, & J. Melnick, ed., p. 421
Ho L. C., 2008, ARA&A, 46, 475
Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. L. W., 1997, ApJS, 112, 315
Hubble E., 1929, Proceedings of the National Academy of Science, 15, 168
Hubble E. P., 1925, The Observatory, 48, 139
Izotov Y. I., Stasińska G., Meynet G., Guseva N. G., Thuan T. X., 2006, A&A, 448, 955
Kauffmann G., Heckman T. M., Tremonti C., Brinchmann J., Charlot S., White S. D. M., Ridgway S. E., Brinkmann J., Fukugita M., Hall P. B., Ivezić Ž., Richards G. T., Schneider D. P., 2003a, MNRAS, 346, 1055
Kauffmann G., Heckman T. M., White S. D. M., Charlot S., Tremonti C., Brinchmann J., Bruzual G., et al., 2003b, MNRAS, 341, 33
Kennicutt Jr. R. C., 1983, ApJ, 272, 54

—, 1990, in Astrophysics and Space Science Library, Vol. 161, The Interstellar Medium in Galaxies, H. A. Thronson Jr. & J. M. Shull, ed., pp. 405–435
—, 1998, ApJ, 498, 541
Kewley L. J., Ellison S. L., 2008, ApJ, 681, 1183
Kewley L. J., Groves B., Kauffmann G., Heckman T., 2006, MNRAS, 372, 961
Koleva M., Prugniel P., Bouchard A., Wu Y., 2009, A&A, 501, 1269
Köppen J., Weidner C., Kroupa P., 2007, MNRAS, 375, 673
Leão J. R. S., 2006, PhD Thesis, Universidade Federal de Santa Catarina
Le Borgne D., Rocca-Volmerange B., Prugniel P., Lançon A., Fioc M., Soubiran C., 2004, A&A, 425, 881
Le Borgne J.-F., Bruzual G., Pelló R., Lançon A., Rocca-Volmerange B., Sanahuja B., Schaerer D., Soubiran C., Vílchez-Gómez R., 2003, A&A, 402, 433
Lequeux J., Peimbert M., Rayo J. F., Serrano A., Torres-Peimbert S., 1979, A&A, 80, 155
Lilly S. J., Le Fevre O., Hammer F., Crampton D., 1996, ApJ, 460, L1
Madau P., Pozzetti L., Dickinson M., 1998, ApJ, 498, 106
Maiolino et al., 2008, A&A, 488, 463
Martins L. P., Delgado R. M. G., Leitherer C., Cerviño M., Hauschildt P., 2005, MNRAS, 358, 49
Mateus A., Sodré L., Cid Fernandes R., Stasińska G., Schoenell W., Gomes J. M., 2006, MNRAS, 370, 721
McGaugh S. S., 1991, ApJ, 380, 140
Morgan W. W., 1956, PASP, 68, 509
O'Connell R. W., 1996, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 98, From Stars to Galaxies: the Impact of Stellar Physics on Galaxy Evolution, C. Leitherer, U. Fritze-von-Alvensleben, & J. Huchra, ed., p. 3
Ocvirk P., Pichon C., Lançon A., Thiébaut E., 2006a, MNRAS, 365, 74
—, 2006b, MNRAS, 365, 46
Osterbrock D. E., Ferland G. J., 2006, Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei. Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei, 2nd. ed. by D.E. Osterbrock and G.J. Ferland. Sausalito, CA: University Science Books, 2006
Pallavicini R., 2000, Memorie della Societa Astronomica Italiana, 71, 869
Panter B., Jimenez R., Heavens A. F., Charlot S., 2008, MNRAS, 391, 1117
Penzias A. A., Wilson R. W., 1965, ApJ, 142, 419
Pettini M., Pagel B. E. J., 2004, MNRAS, 348, L59
Pilyugin L. S., 2000, A&A, 362, 325
Pilyugin L. S., Thuan T. X., 2005, ApJ, 631, 231
Sánchez-Blázquez P., Peletier R. F., Jiménez-Vicente J., Cardiel N., Cenarro A. J., Falcón-Barroso J., Gorgas J., Selam S., Vazdekis A., 2006, MNRAS, 371, 703
Savaglio et al., 2005, ApJ, 635, 260
Scalo J. M., 1986, Fundamentals of Cosmic Physics, 11, 1
Schaller G., Schaerer D., Meynet G., Maeder A., 1992, A&AS, 96, 269
Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, ApJ, 500, 525
Schlegel E. M., 2002, The restless universe: understanding X-ray astronomy in the age of Chandra and Newton, Schlegel E. M., ed.
Schlickmann M., 2008, MSc Thesis, Universidade Federal de Santa Catarina
Searle L., 1986, in Stellar Populations, Norman C. A., Renzini A., Tosi M., eds., pp. 3–7
Springel V., Di Matteo T., Hernquist L., 2005, MNRAS, 361, 776

Stasińska G., 2006, A&A, 454, L127
—, 2008, in IAU Symposium, Vol. 255, IAU Symposium, L. K. Hunt, S. Madden, & R. Schneider, ed., pp. 375–380
Stasińska G., Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Asari N. V., 2006, MNRAS, 371, 972, (S06)
Stasińska G., Vale Asari N., Cid Fernandes R., Gomes J. M., Schlickmann M., Mateus A., Schoenell W., Sodré Jr. L., 2008, MNRAS, 391, L29, (S08)
Taniguchi Y., Shioya Y., Murayama T., 2000, AJ, 120, 1265
Tinsley B. M., 1968, ApJ, 151, 547
Tremonti C. A., Heckman T. M., Kauffmann G., Brinchmann J., Charlot S., White S. D. M., Seibert M., Peng E. W., Schlegel D. J., Uomoto A., Fukugita M., Brinkmann J., 2004, ApJ, 613, 898
Trimble V., 1995, PASP, 107, 1133
Trinchieri G., di Serego Alighieri S., 1991, AJ, 101, 1647
Vale Asari N., Stasińska G., Cid Fernandes R., Gomes J. M., Schlickmann M., Mateus A., Schoenell W., 2009, MNRAS, 396, L71, (V09)
Whipple F. L., 1935, Harvard College Observatory Circular, 404, 1
Wood D. B., 1966, ApJ, 145, 36
Woosley S. E., Weaver T. A., 1995, ApJS, 101, 181
Yin S. Y., Liang Y. C., Hammer F., Brinchmann J., Zhang B., Deng L. C., Flores H., 2007, A&A, 462, 535
York D. G., Adelman J., Anderson J. E., Anderson S. F., Annis J., Bahcall N. A., Bakken J. A., Barkhouser, et al., 2000, AJ, 120, 1579

OBSERVATOIRE DE PARIS